2010年代の光赤外天文学

将来計画検討報告書

光赤外天文学将来計画検討会・編

カラーグラビア1

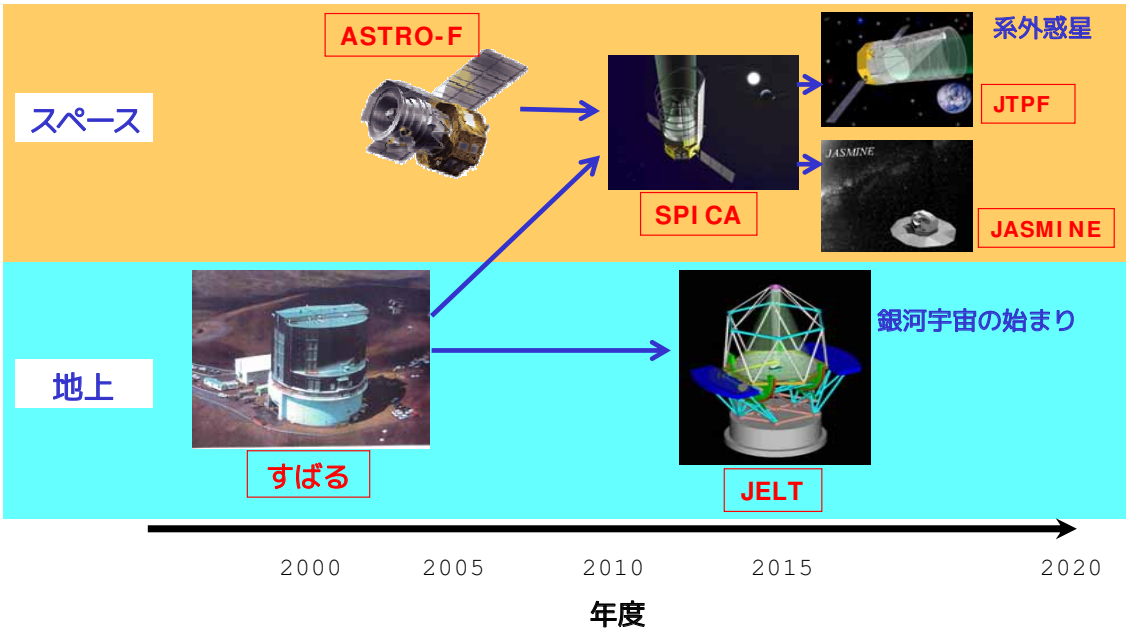


図 1: 光赤外線天文学のロードマップ (37 ページ)

図 2: 岡山天体物理観測所全景 (43 ページ)

図 3: 木曽観測所全景 (44 ページ)

図 4: 上松天体赤外線観測室 (44 ページ)

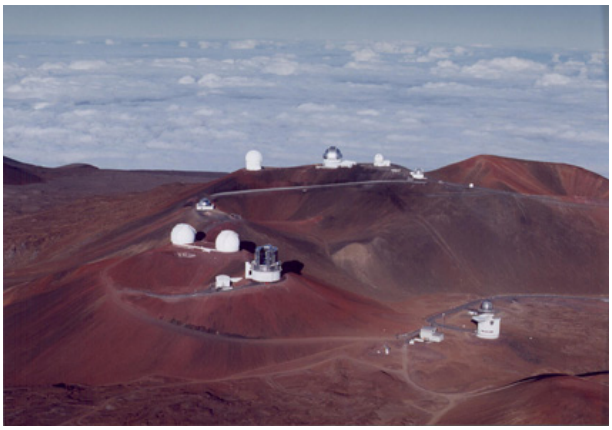


図 5: マウナケア山頂 (46 ページ)

図 6: すばる望遠鏡のドームと観測制御棟 (46 ページ)

図 7: すばる望遠鏡山麓施設 (ヒロベース) (45 ページ)

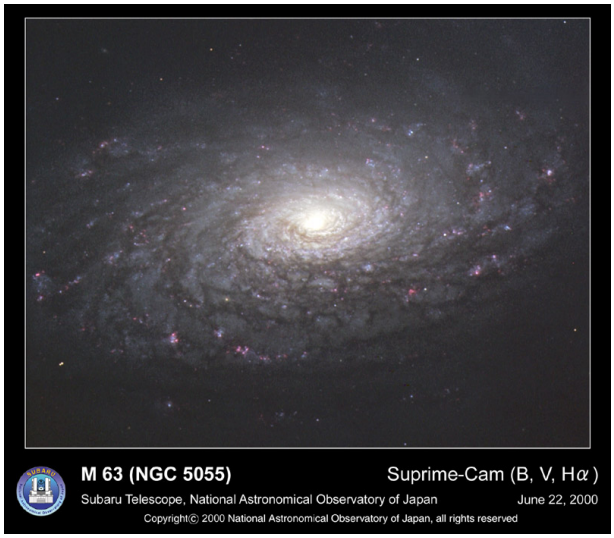


図 8: 主焦点カメラにより撮影した渦巻銀河 M63。視野の端でも画質の劣化が全く無いことが証明された。(46 ページ)

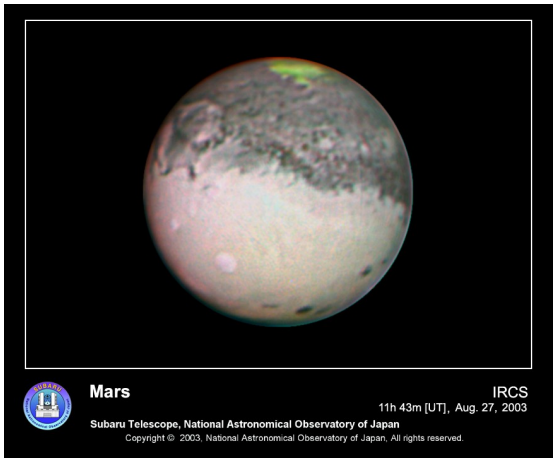


図 9: 地球最接近時の平成 15 年 8 月 27 日に、赤外カメラ IRCS で撮影した火星。(49 ページ)

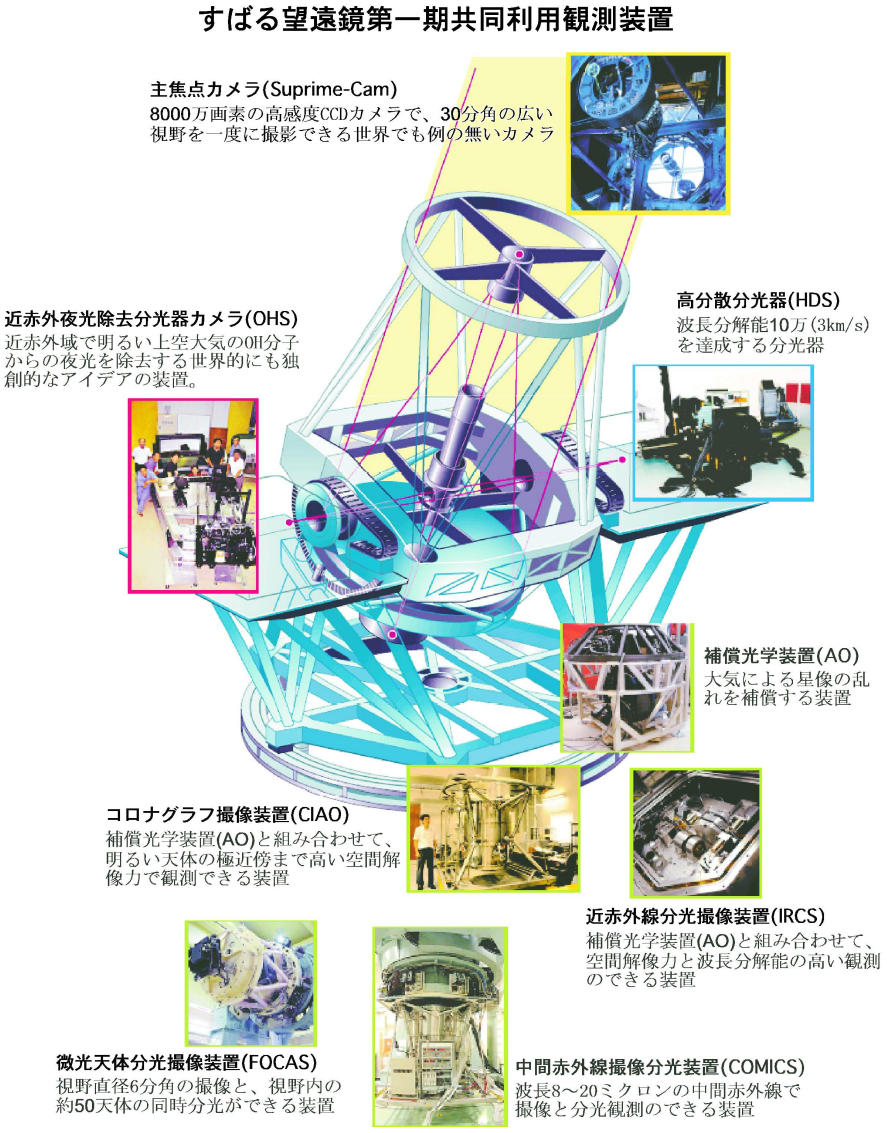


図 10: すばる望遠鏡の第一期共同利用観測装置。主焦点と 2 つのナスミス焦点に 1 つずつ。カセグレン焦点に 5 つ。この他にも持ち込み装置が主焦点、ナスミス、カセグレン焦点に 1 つずつ存在している。(47 ページ)

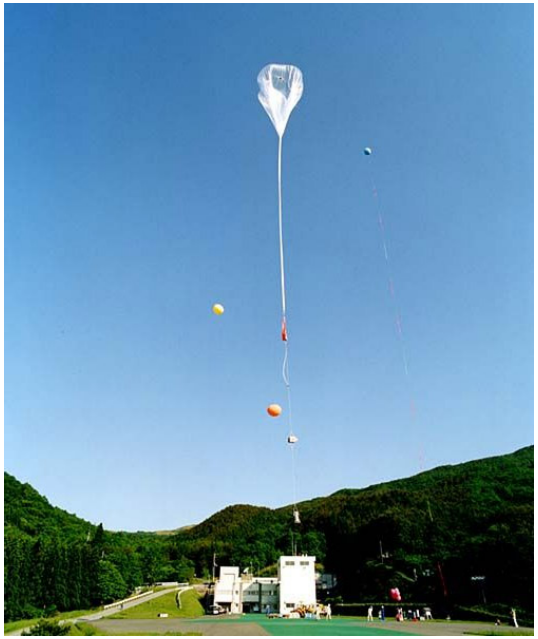


図 11: 科学観測用大気球の打ち上げ (宇宙航空研究開発機構提供) (51 ページ)

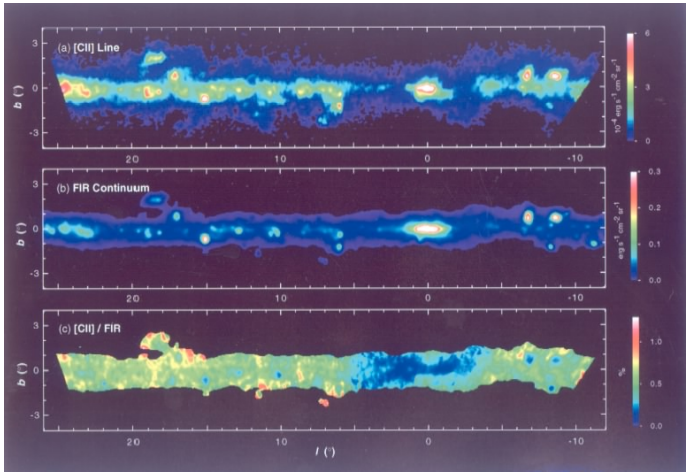


図 12: 遠赤外 [CII] スペクトル線で見た銀河系の構造と、遠赤外線連続波の分布との比較 (52 ページ)

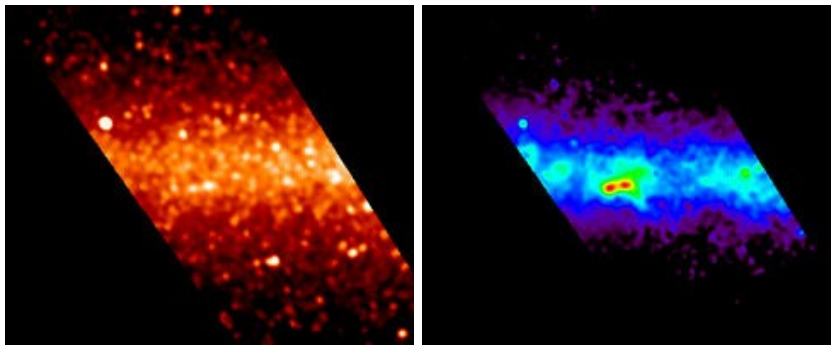


図 13: IRTS によって観測された 3μm 帯の連続波の分布 (左図、星をトレース) と 3.3μm feature の分布 (右図、PAH と呼ばれる有機物をトレース)(Tanaka et al. 1996) (2.21 ページ)

図 14: 観測ロケットの打ち上げ (宇宙航空研究開発機構提供) (52 ページ)

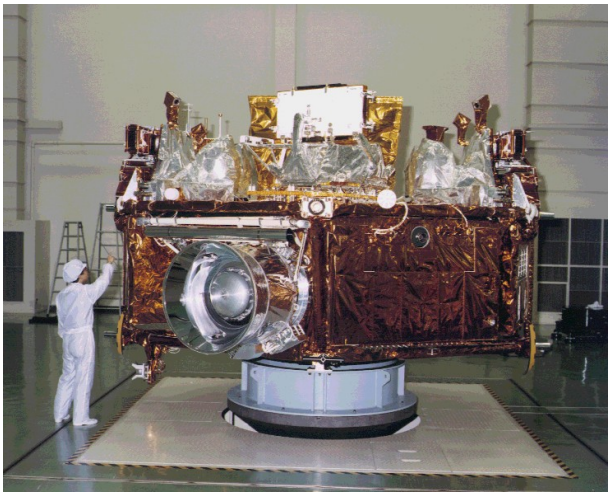


図 15: 多目的実験衛星 SFU に搭載された宇宙赤外線望遠鏡 IRTS (宇宙航空研究開発機構提供) (53 ページ)

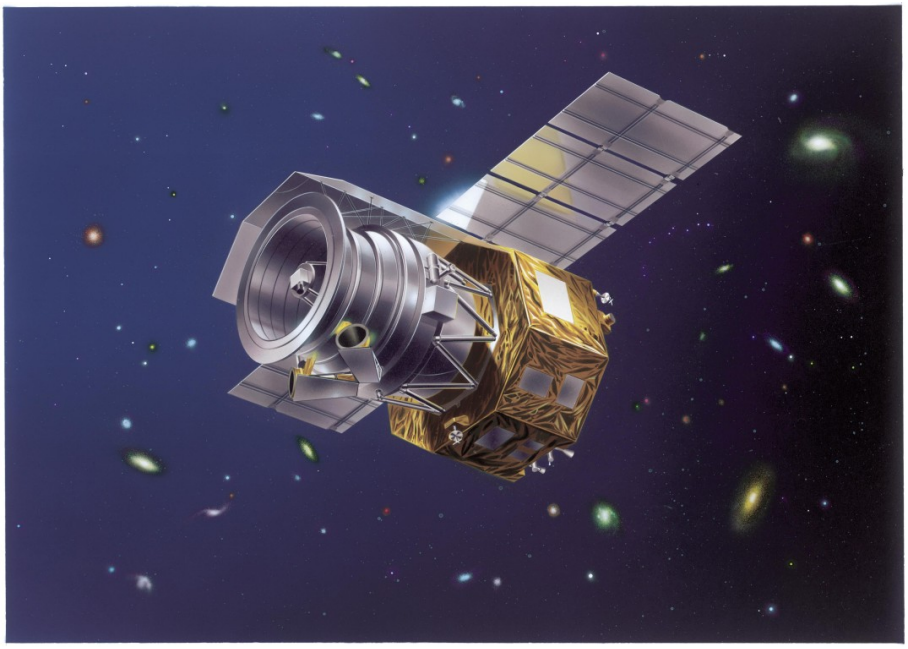


図 16: 軌道上の ASTRO-F(想像図) (54 ページ)

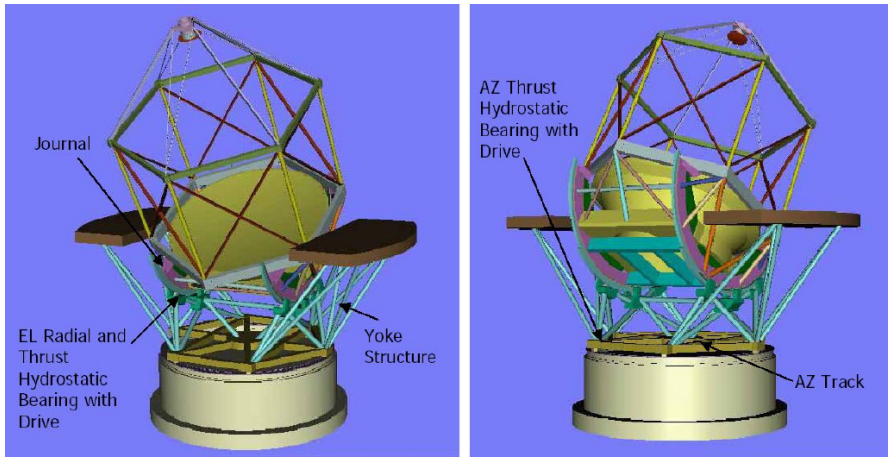


図 17: JELT 望遠鏡鳥瞰図 (199 ページ)

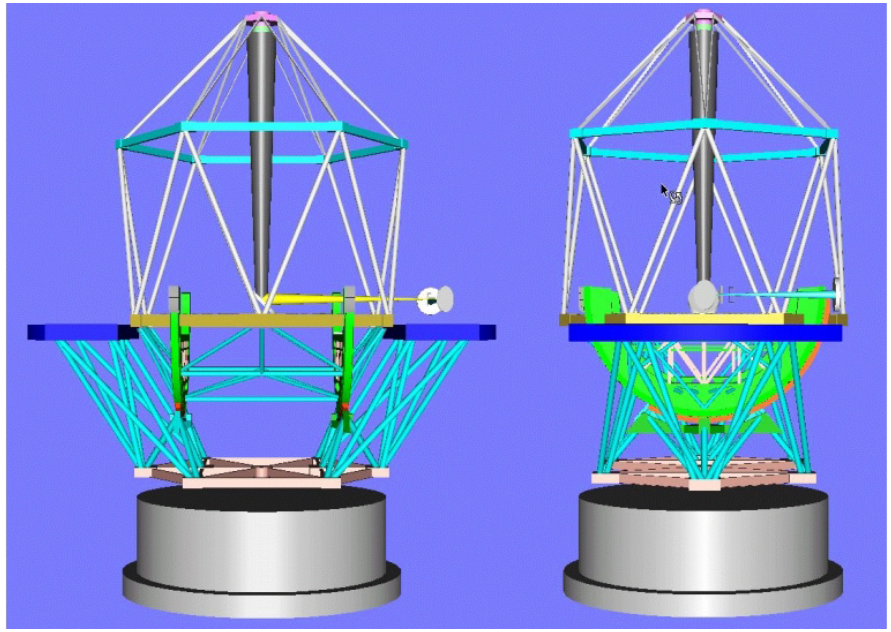


図 18: JELT 望遠鏡側面概観図 (202 ページ)

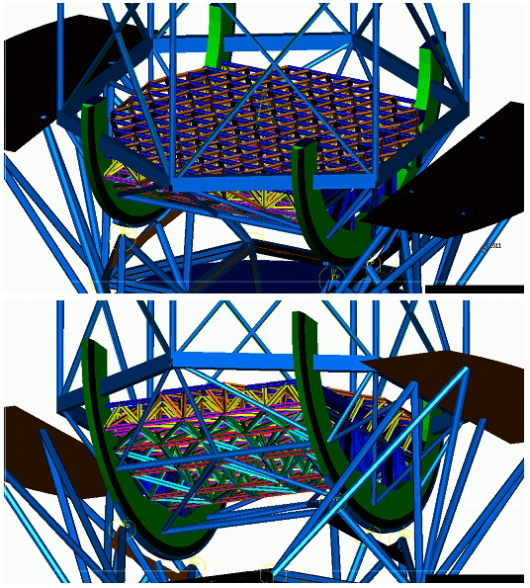


図 19: JELT 望遠鏡主鏡セル近傍の構造概観図 (203 ページ)

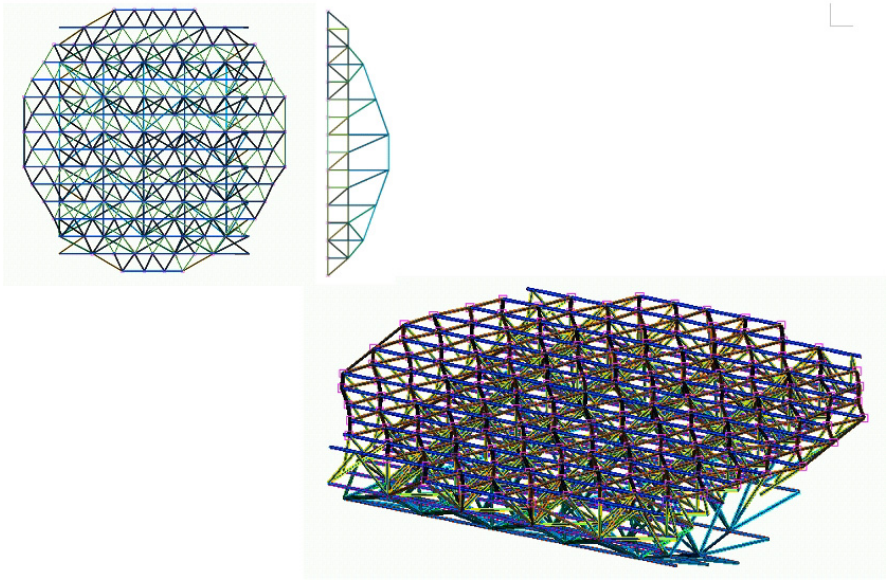


図 20: JELT 望遠鏡主鏡セル概観図 (203 ページ)

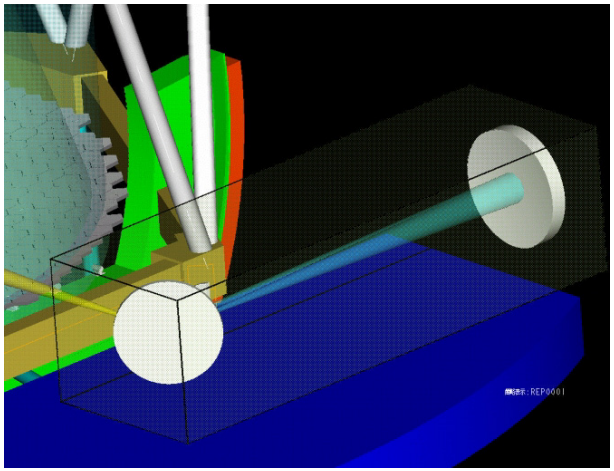


図 21: JELT 望遠鏡焦点面近傍拡大図 3 (204 ページ)

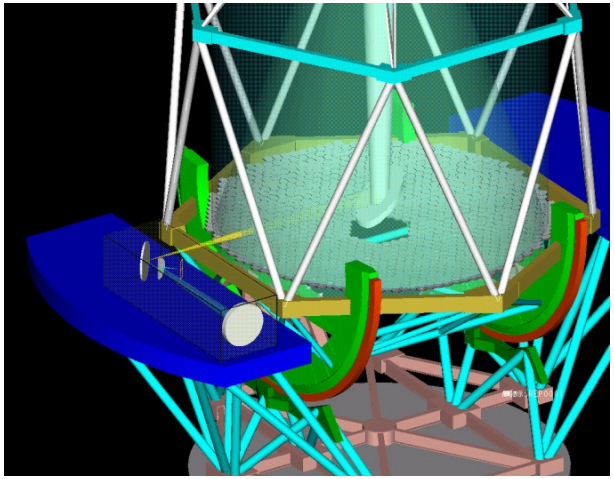


図 22: JELT 望遠鏡ナスミス台周辺図 1 (204 ページ)

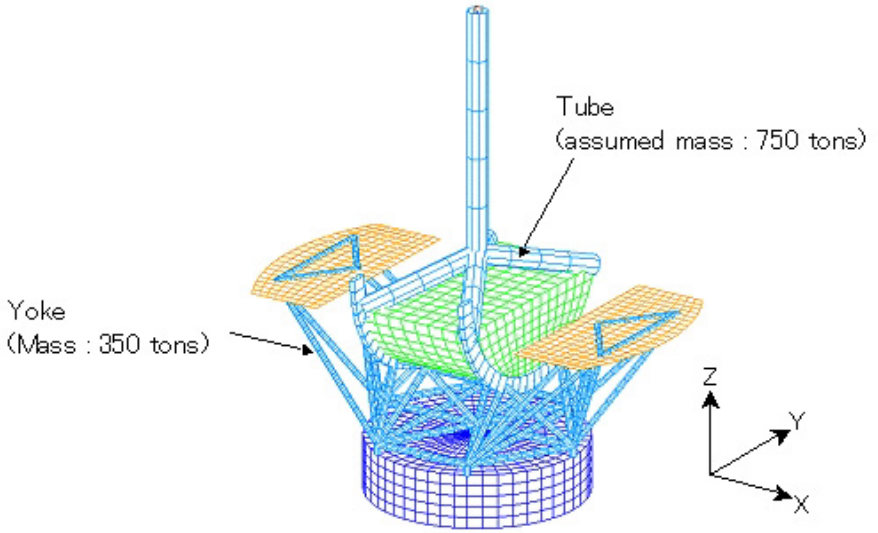


図 23: JELT 望遠鏡の固有振動数解析モデル (205 ページ)

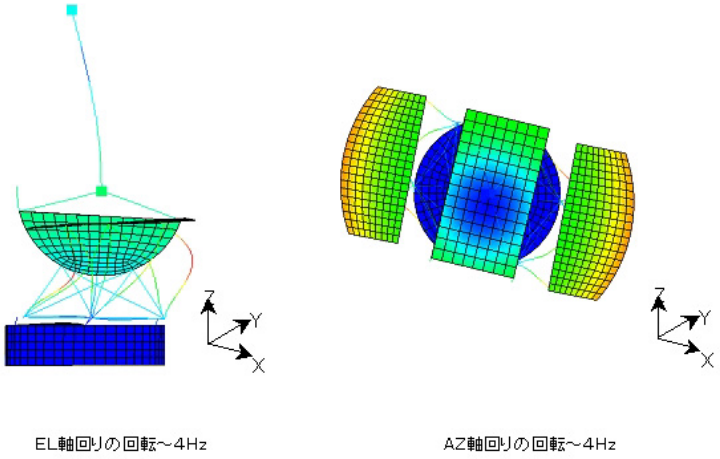


図 24: JELT 望遠鏡の制御ループに関連した固有振動数解析結果 (206 ページ)

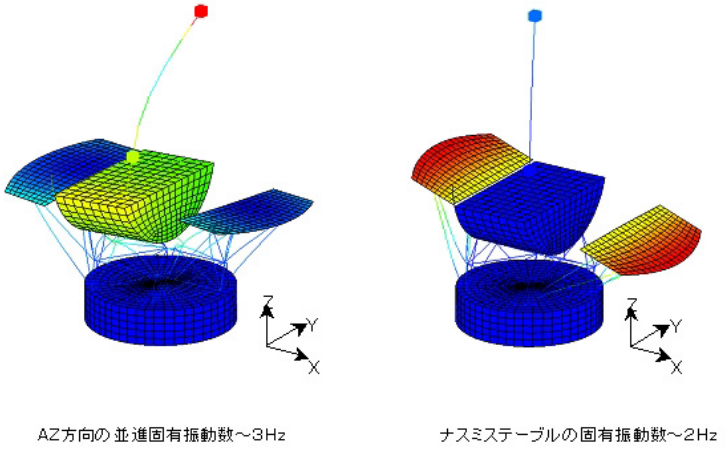


図 25: JELT 望遠鏡の制御ループに無関係な固有振動数 (206 ページ)

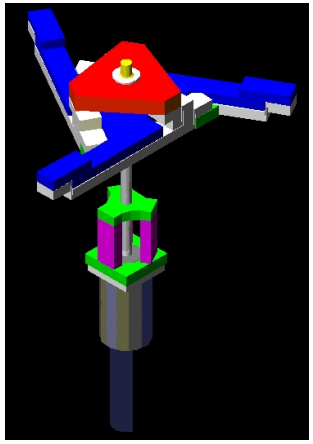


図 26: 京都大学で開発中の新型アクチュエータ全体図 (217 ページ)

図 27: アクチュエータをトラス構造物に取りつけた写真 (217 ページ)

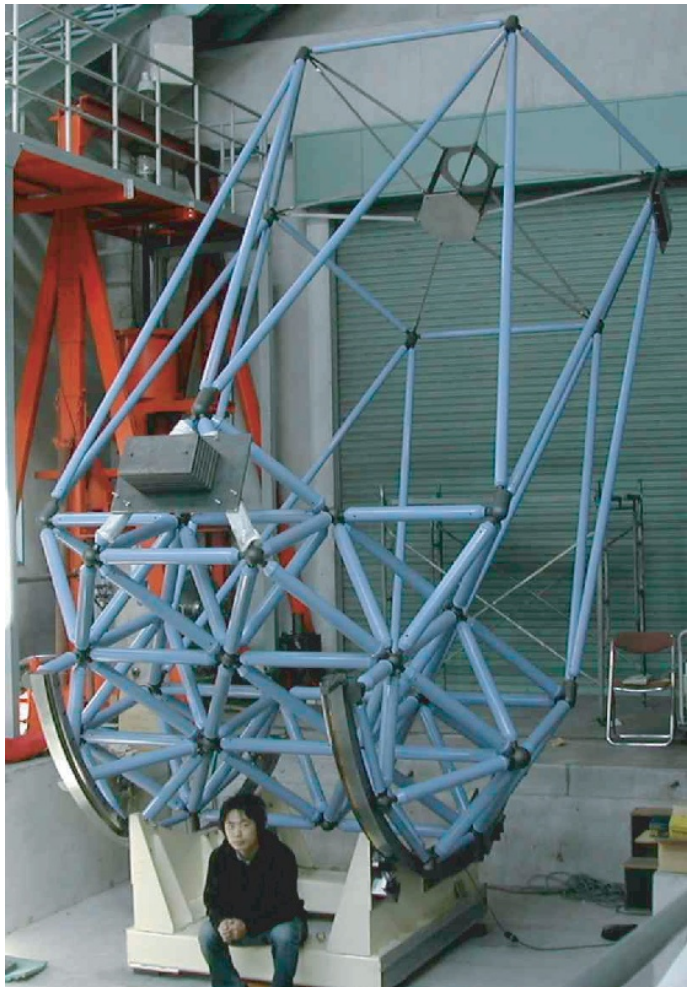


図 28: 名古屋大学で開発中の超軽量望遠鏡 (215 ページ)

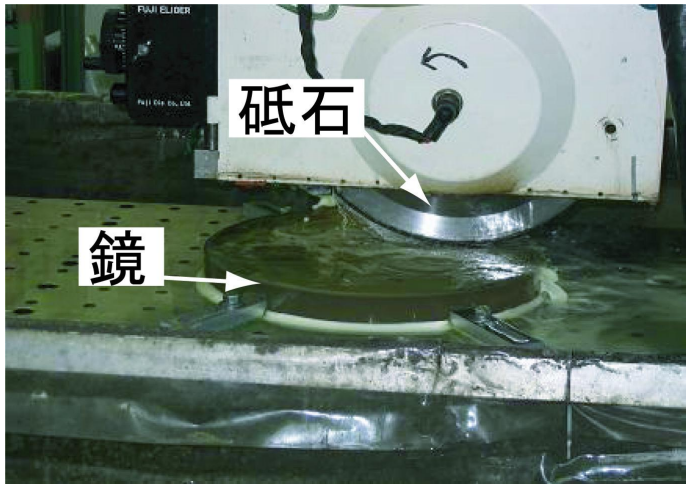


図 29: 研削加工の様子 (218 ページ)

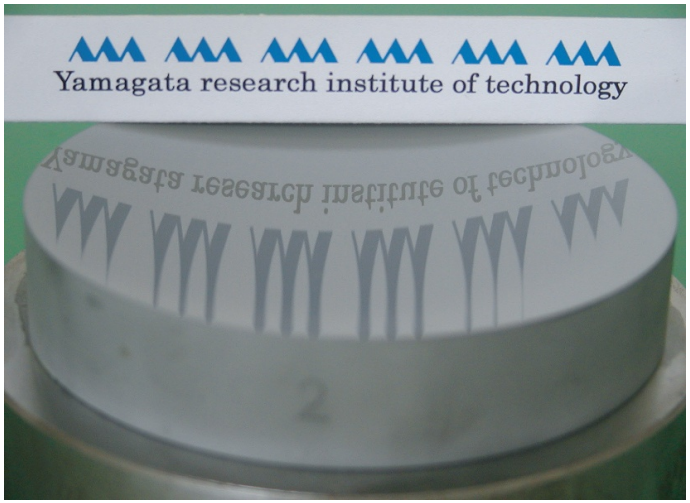


図 30: 研削加工した 10cm ZPF の表面 (222 ページ)

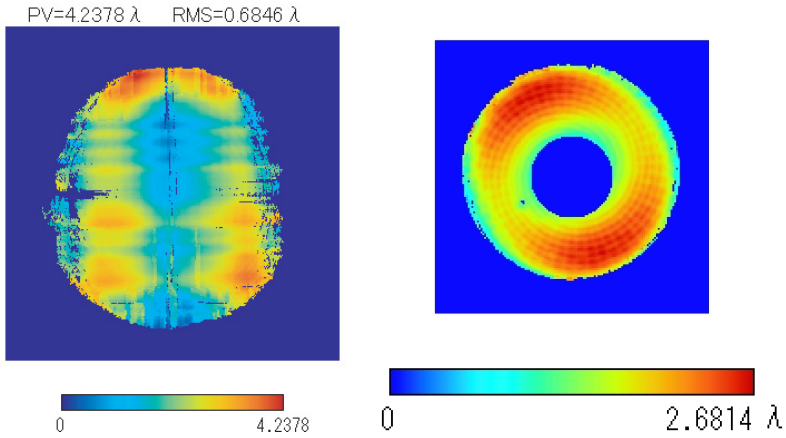
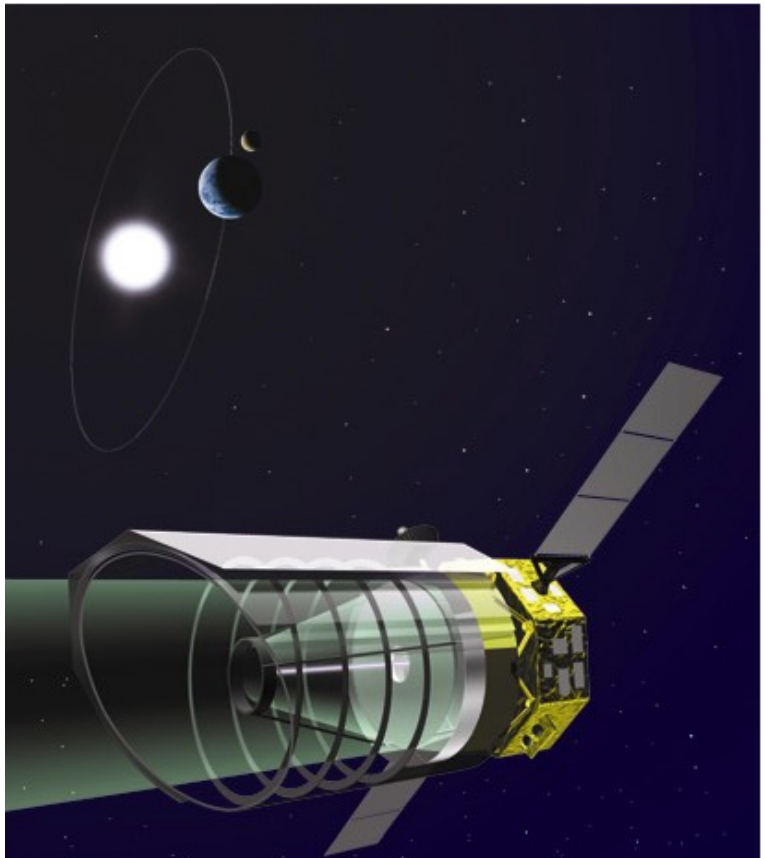


図 31: ϕ300mm(左) と ϕ100mm(右) の研削鏡の形状 (219 ページ)

図 32: ALMA サイト (中央の平原) と左に見えているのがチャナントール山 (259 ページ)

図 33: チベット、Oma 付近 (260 ページ)



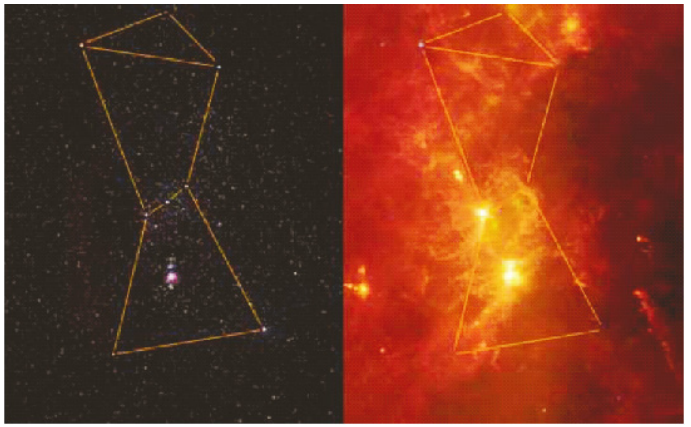


図 35: (左) 可視光で見たオリオン座と、(右) 遠赤外線で見たオリオン座の比較。遠赤外線では、可視光線を吸収していた星間物質 (ダスト) が可視化される。これにより、星生成領域の分布が明確に描き出されている。(275 ページ)

図 36: ASTRO-F フライト望遠鏡 (289 ページ)

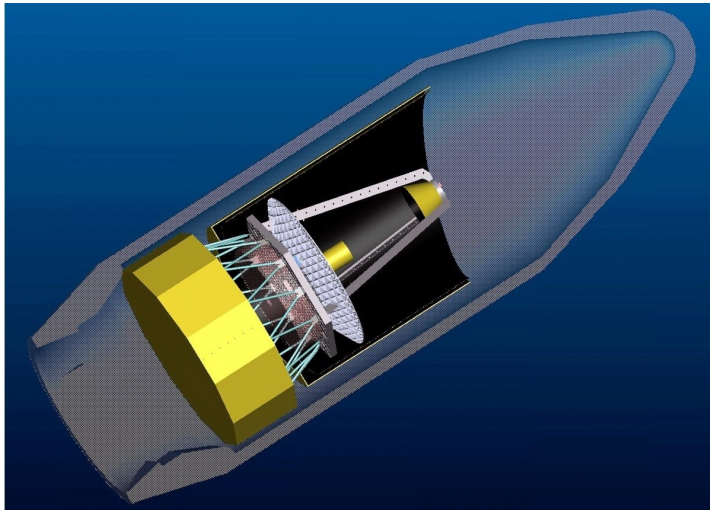


図 37: フェアリングに搭載された SPICA (292 ページ)

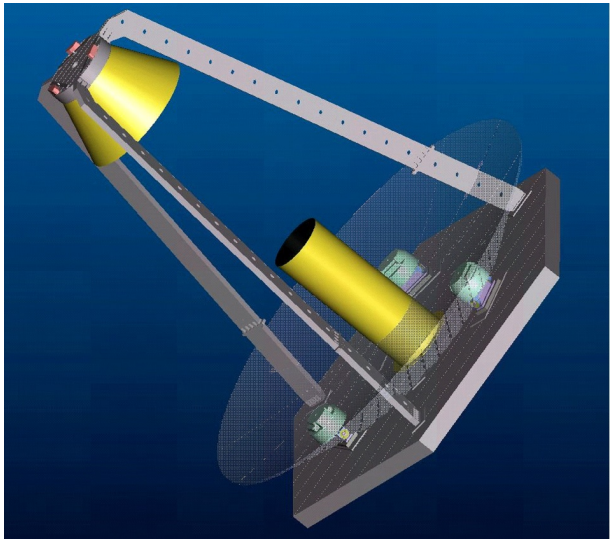


図 38: SPICA 望遠鏡システム概略図 (293 ページ)

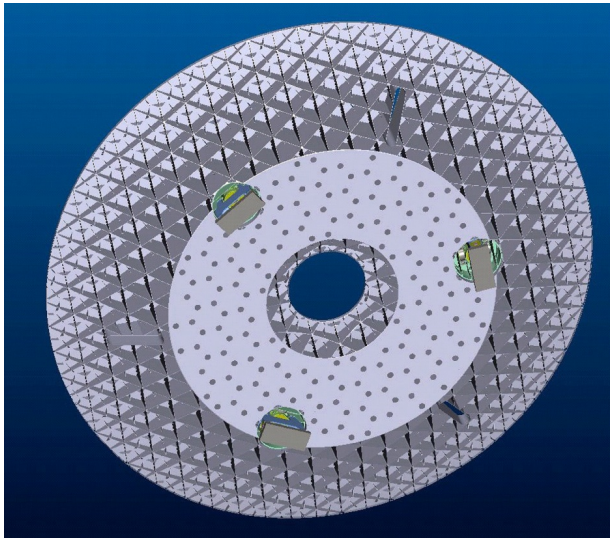


図 39: 裏から見た主鏡コンポーネント斜視図 (293 ページ)

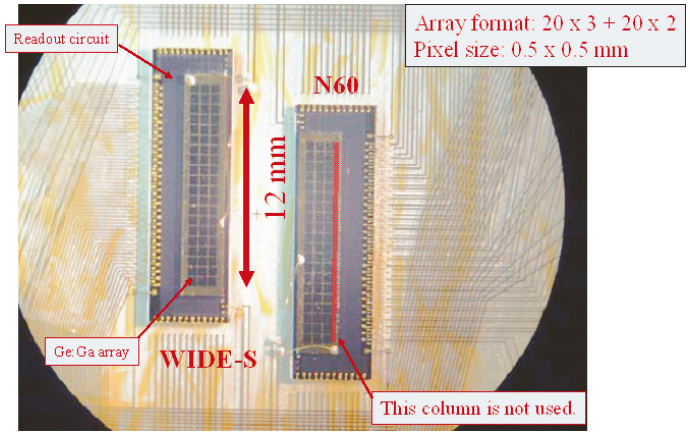


図 40: ASTRO-F 搭載 Ge:Ga 遠赤外線アレイ検出器 (301 ページ)

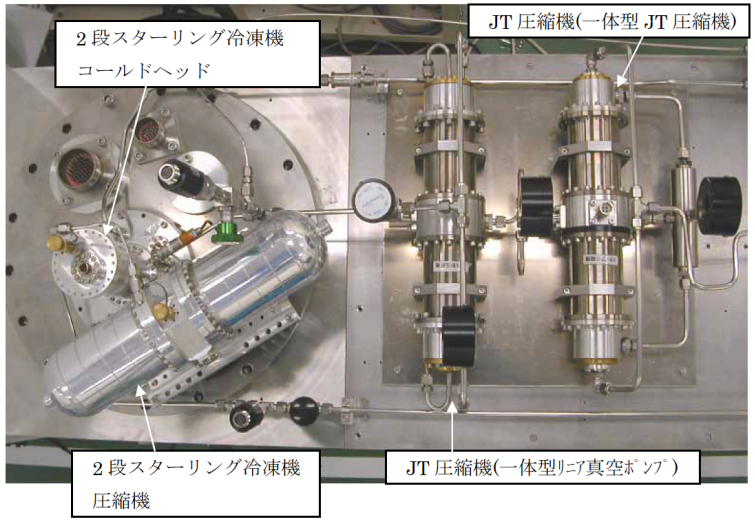


図 41: SPICA 用 1K 級冷凍機試作品 (311 ページ)

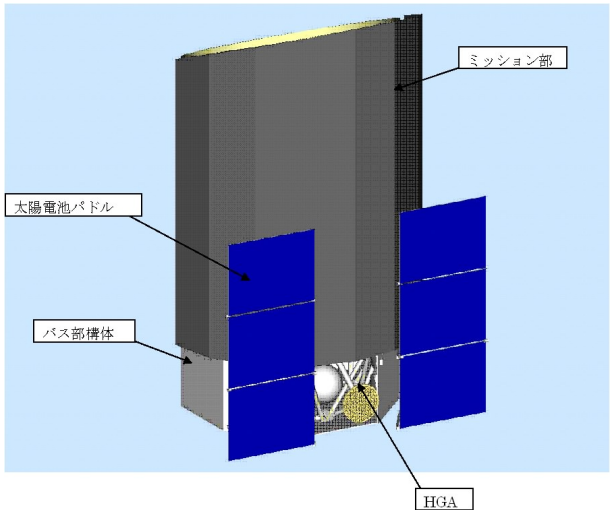


図 42: SPICA 衛星外観図 (284 ページ)

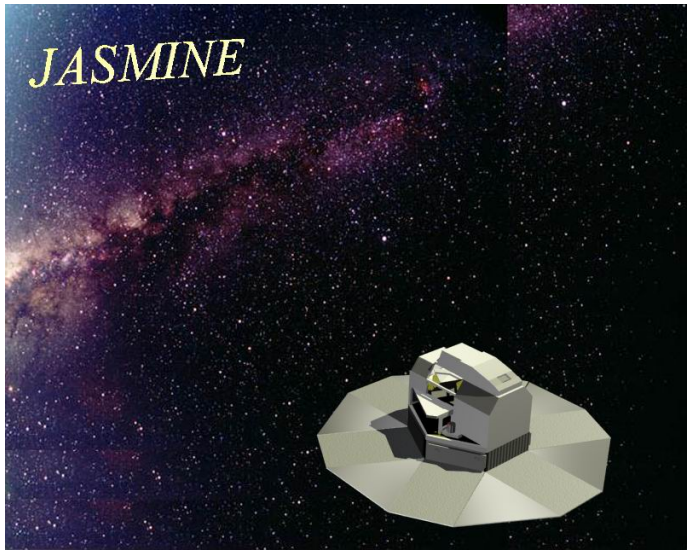


図 43: 天の川領域の星々の位置、年周視差 (距離)、固有運動を 10 マイクロ秒角の高精度で測定する赤外線位置天文観測衛星 (JASMINE)。(323 ページ)

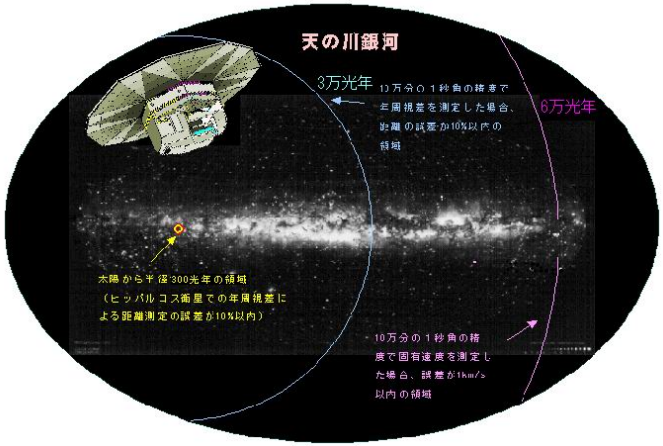


図 44: 10 マイクロ秒角という高精度アストロメトリー観測で見渡せる天の川銀河の領域。星までの距離を正確に知るためには年周視差の誤差が 10 %以内である必要がある。この誤差で星までの距離が求められる領域は、銀河系中心を越えてバルジの全領域にまで及ぶ。(325 ページ)

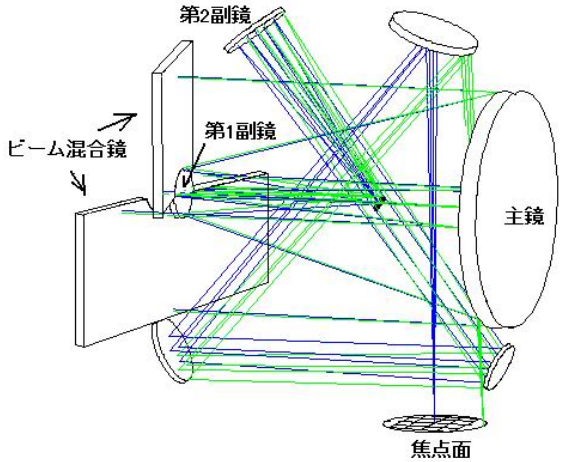


図 45: JASMINE 光学系。Korsch 系を改良した 3 枚鏡であり、Korsch 系に特徴的な中心視野の欠落が無いように工夫されている。長焦点、広視野ながら回折限界が達成できる光学系となっている。主鏡の前 (図の左側) にはビーム混合鏡とよばれる 2 枚の平面鏡があり、これにより大角度離れた 2 方向を同時観測し、星の位置決定を行う。(337 ページ)

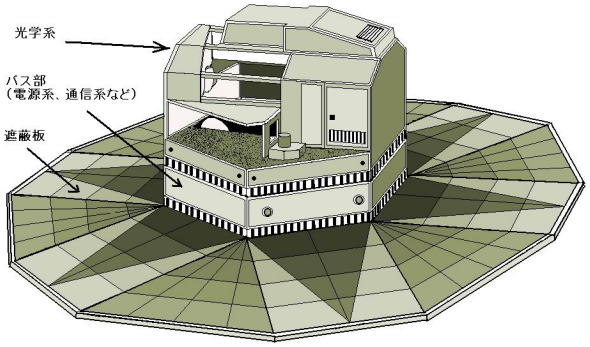


図 46: JASMINE の概観図。バス部の上に光学系を含むミッション部が設置される。JASMINE は高精度な熱的安定性が求められるため、ミッション部を太陽光から守る遮蔽板が設置され、裏面には太陽電池が張られる。(343 ページ)

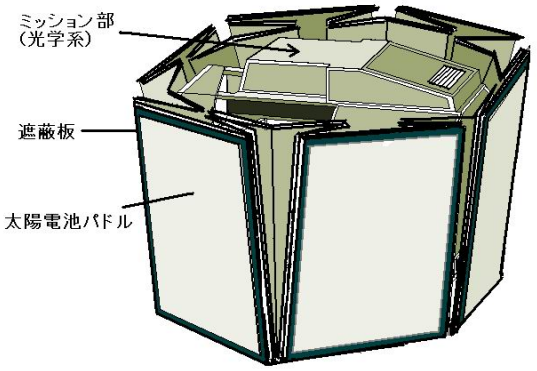


図 47: 遮蔽板を折りたたんだ様子。フェアリングに収める際には遮蔽板はたたまれる。打ち上げ後、展開される。(346 ページ)

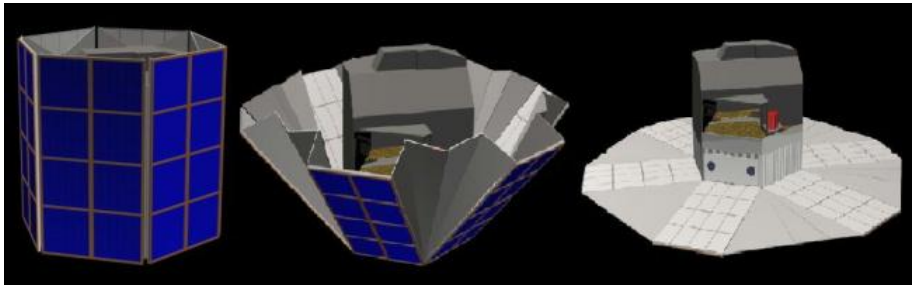


図 48: 折りたたんだ遮蔽版がフェアリングから出された後、展開される様子 (左から右へ展開される)。遮蔽版裏 (青い部分) には太陽電池が装備される (346 ページ)。

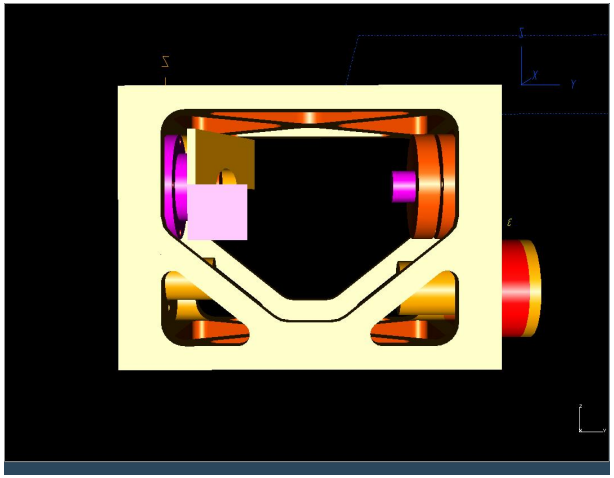


図 49: Nano-JASMINE 望遠鏡。超小型衛星として約 2 年後に打ち上げ、実際のスペースで JASMINE 同様の手法で観測を行い (デモンストレーション)、JASMINE に必要な技術課題の実験・実証を行う。左にビーム混合鏡、右に主鏡が設置されている。大きさは約 120×120×150mm、重さ 2kg 弱。(§ 6.9 参照)

図 50: Nano-JASMINE 望遠鏡用の主鏡・副鏡サンプル (アルミ金属鏡、非球面)。超精密旋盤により削り出し加工することで、研磨無しで z バンド使用に耐えられる表面粗さを達成している。(§ 6.9 参照)

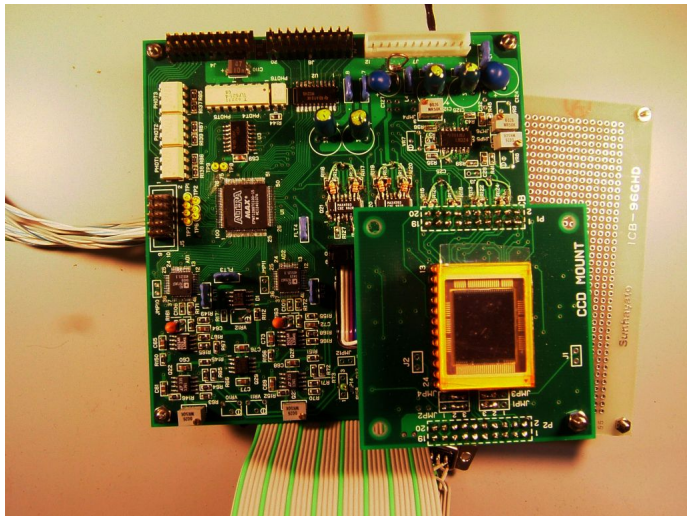


図 51: Nano-JASMINE 用 CCD の TDI 駆動用制御用ボード試作品。TDI 撮像や星像位置検出実験に向けて、読み出しパラメータの調整を行っている。(358 ページ)

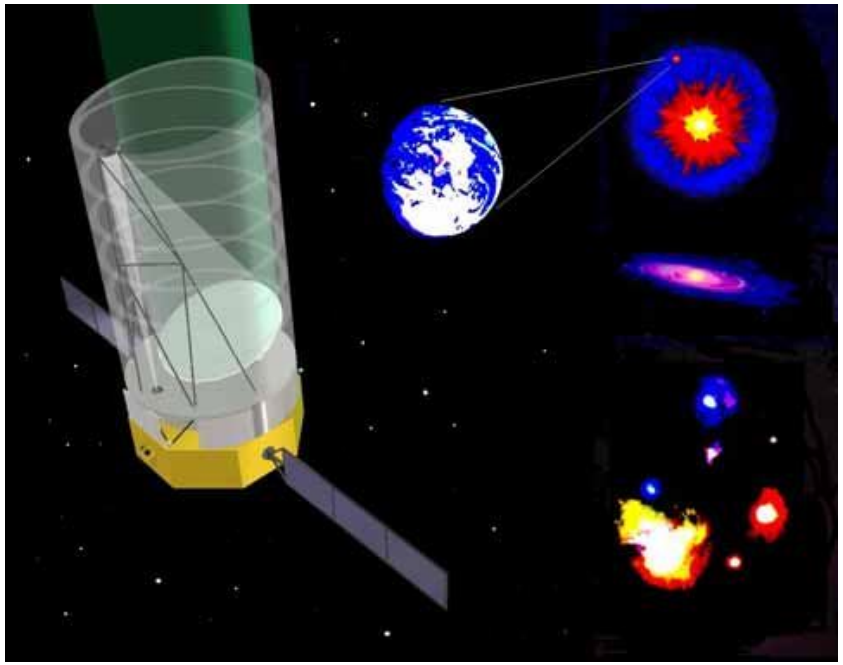


図 52: JTPF/HCST 衛星の想像図 (377 ページ)

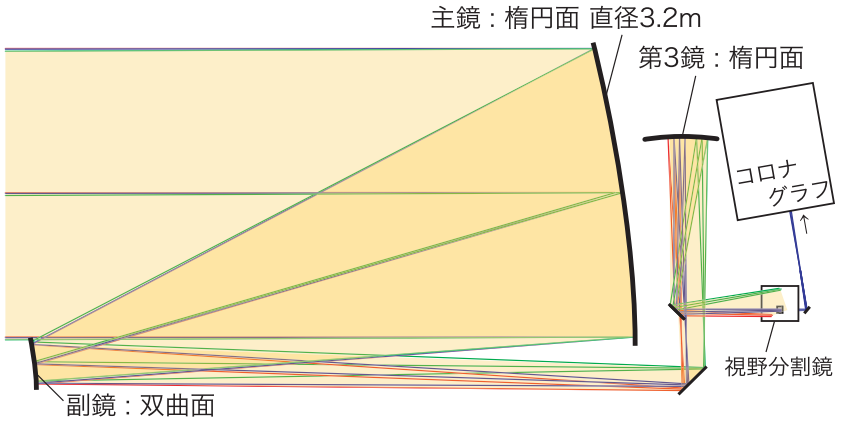


図 53: JTPF/HCST の光学系案 (378 ページ)

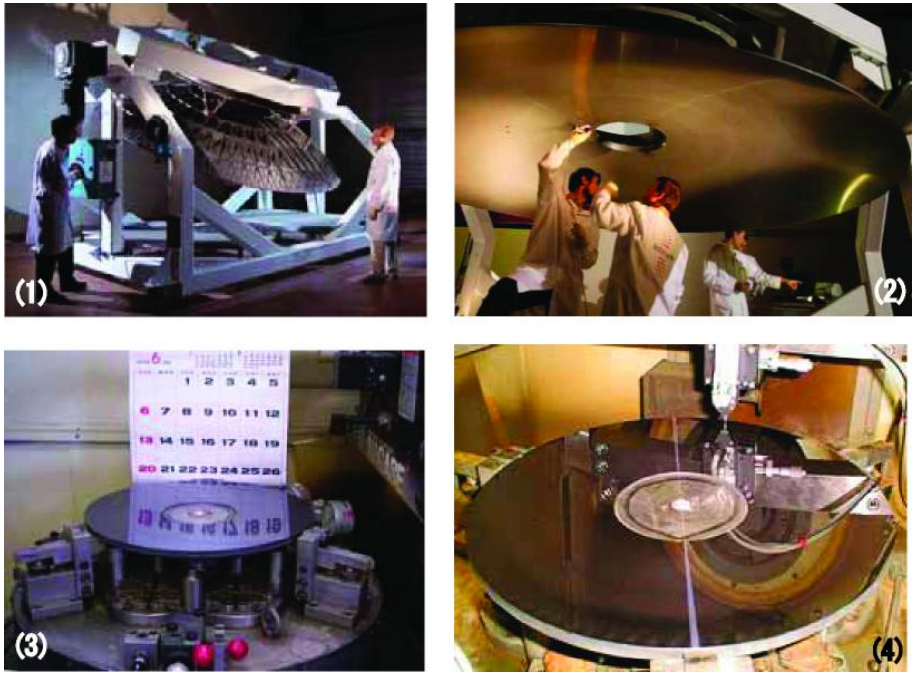


図 54: (1) ハーシェル望遠鏡用の焼結 SiC 口径 3.5m 主鏡 (2) 焼結された部分を超音波診断中 (3)ELID 研削で作成したリブ付き焼結 SiC の 360mm 鏡 (4) 接触型のプロファイラーによるオンマシン測定 (380 ページ)

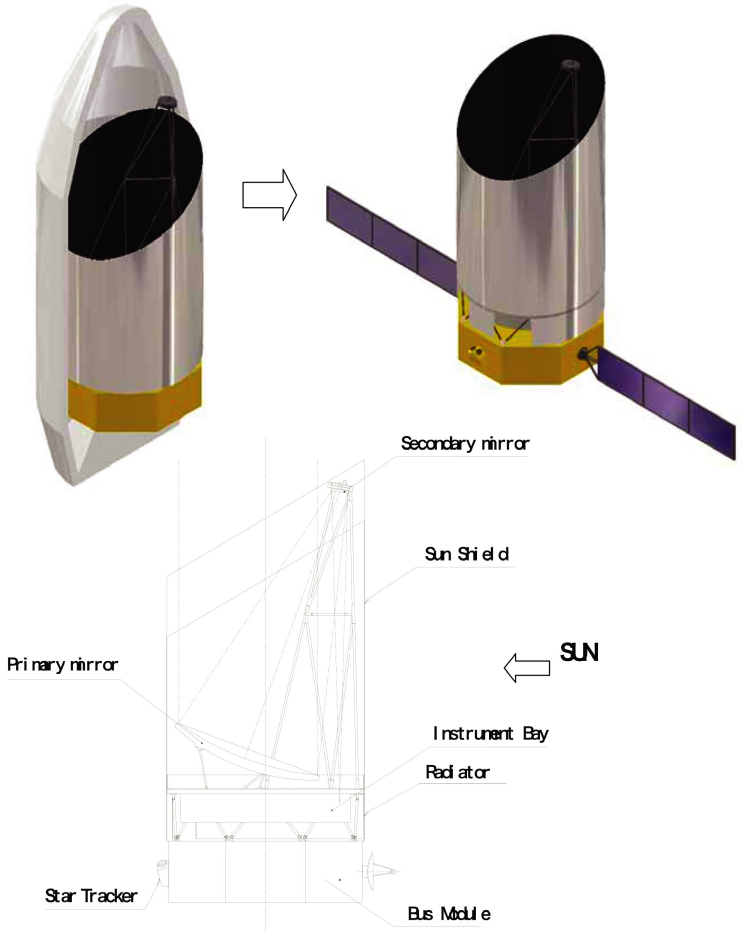


図 55: JTPF フェアリング収納状態と軌道上での外観 (389 ページ)

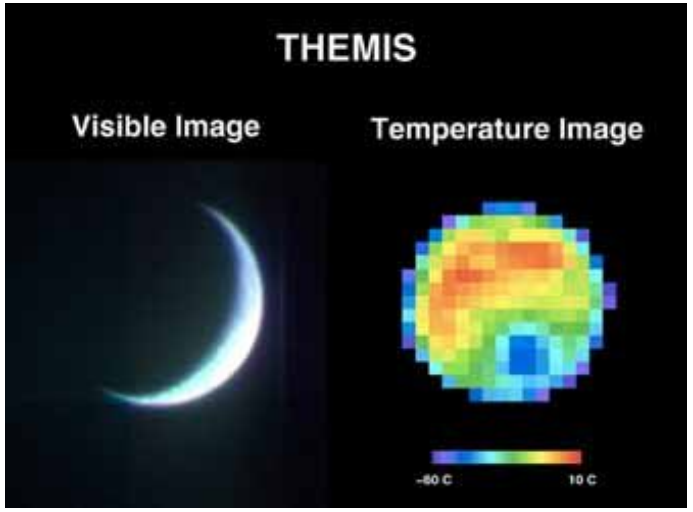


図 56: THEMIS 衛星から見た地球の可視光および赤外線画像 (367 ページ)

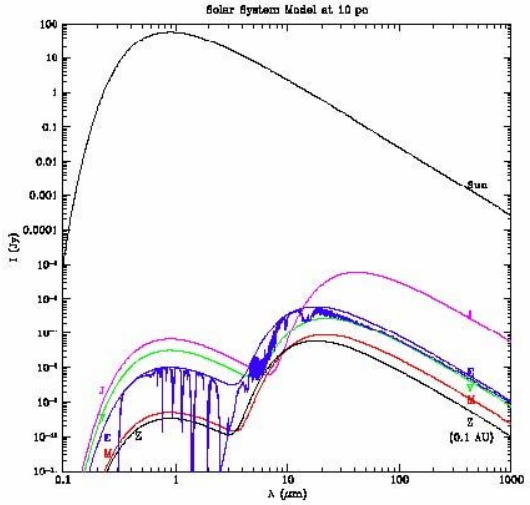


図 57: 10pc においた太陽系のスペクトルモデル。太陽 (Sun)、木星 (J)、地球 (E)、金星 (V)、火星 (M)、黄道光 (Z) が示されている。これらの天体のスペクトルは太陽からの反射光と惑星自らの熱放射の 2 成分から成る。(368 ページ)

カラーグラビア 2

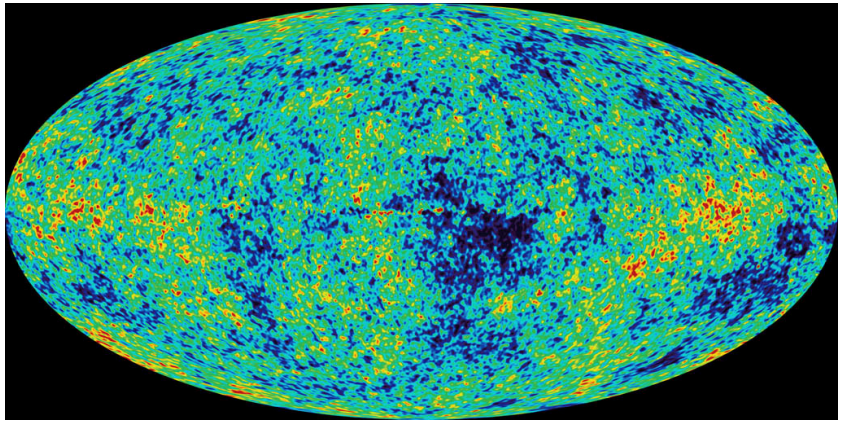


図 58: WMAP 衛星による宇宙マイクロ波背景放射全天温度分布（最初の一年間の観測結果）。宇宙誕生後 38 万年の姿であり、この温度揺らぎと起源を同じくする密度揺らぎがこの後 137 億年かけて成長し現在の宇宙大規模構造となった。赤が高温、青が低温の領域を表している。NASA/WMAP チーム提供。(67 ページ)

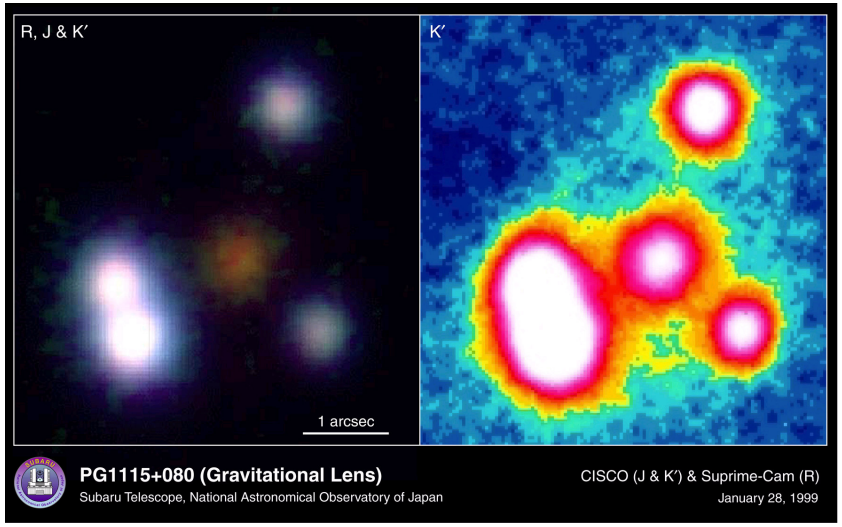


図 59: すばる望遠鏡による多重像クエーサー (PG1115+080)。約 100 億光年かなたにあるクエーサーからの光線が、約 30 億光年の距離にある銀河 (中心の赤い銀河) に重力レンズ効果によって曲げられ、同じクエーサーがいくつにも分裂して見える。左のパネルは可視光と赤外線の画像を合成したもので、レンズとして働いているのが中心にある赤っぽい銀河であり、その周囲に重力レンズ効果で 分裂した 4 個のクエーサー像が見える。右のパネルは広がった淡い光を強調したもので、淡い光はリング状に分布している。並び方によっては、重力レンズ効果によってこのようなリングも観測される。(77 ページ)

図 60: 東京大学、国立天文台を中心とする研究グループは、すばる望遠鏡の主焦点カメラを使い、遠方銀河において 18 個の超新星を発見した。カメラの 1 視野に 12 個もの超新星が写っており、これほど数多くの超新星を一度に発見したのは、世界で初めてのこと。今回発見された超新星は、宇宙が現在の半分の大きさだったころの宇宙膨張の様子を解明するのに適した距離にあり、今後の追跡観測によって、「現在の宇宙が加速膨張しているのか」という、宇宙の枠組にかかわる問題に明快な答えを出そうとしている。(67 ページ)

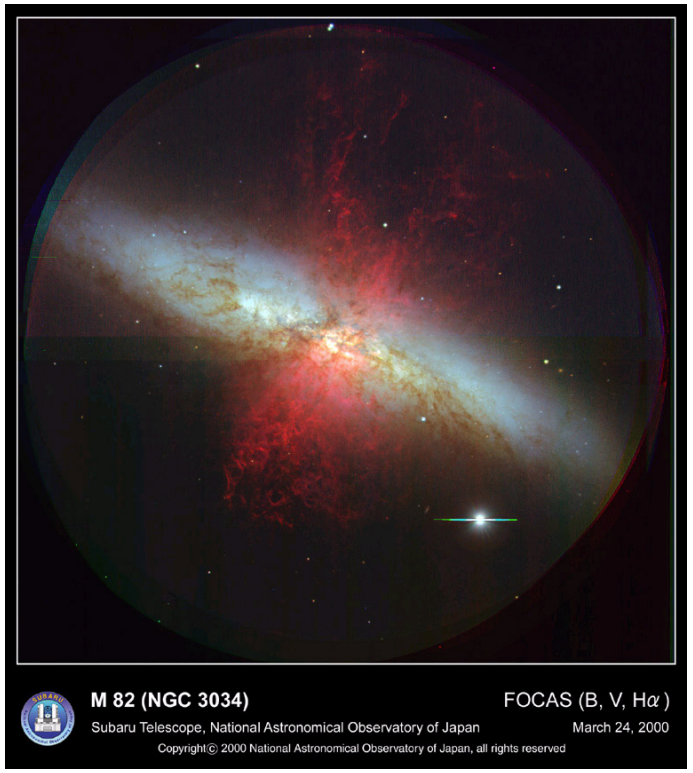


図 61: すばる望遠鏡によって撮られた、不規則銀河 M82 の銀河から噴き出す真紅の光。図の中心から左上と右下の方向に青白く輝く部分が星の集団の銀河である。この銀河に垂直な方向に広がるフィラメント状の赤い部分は、電離した水素ガスが放つ赤い光の Hα 線である。これらの広がりは、銀河の中心からそれぞれの方向に 1 万光年以上にわたる。銀河中心部における活発な星生成（スターバーストと呼ぶ）や超新星爆発により、高温の電離した水素ガスが銀河の外側まで噴出し Hα 線として見えている、と解釈されている。このような現象は「スーパーウィンド」と呼ばれており、銀河内の物質を銀河の外側へ運び出し、銀河間空間を加熱する重要な役割を持っている。(94 ページ)

図 62: すばる望遠鏡の主焦点カメラで撮られた、NGC4388 という活動銀河の周りに約 11 万光年もの距離で広がる電離した水素の巨大ガス雲 (銀河の中心から左上の方向に広がる紫色や赤色に見えているところ)。この巨大水素ガス雲の起源として考えられるのは、この銀河が属するおとめ座銀河団の中に存在していた高温のガスと、NGC 4388 銀河とが衝突することにより、銀河内にあったガスがはぎ取られたというものや、NGC 4388 が周囲にある小さい銀河（わい小銀河）を飲み込んだ際に、わい小銀河からガスが飛び出したというというもの。(§ 3.4 参照)

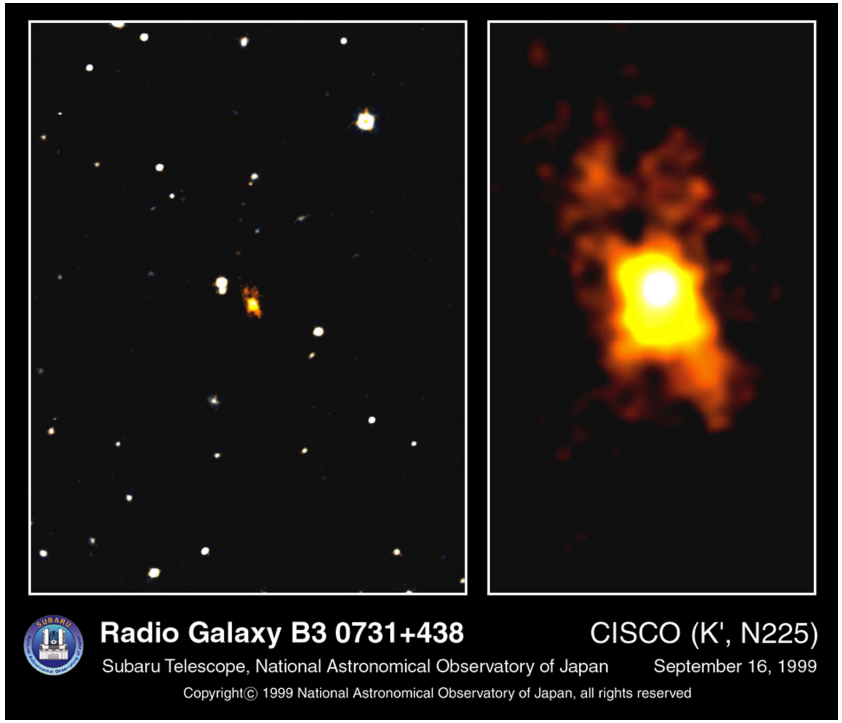


図 63: 地球から 92 億光年離れた電波銀河 B3 0731+438 の活動銀河核は、相対する 2 方向にジェットと呼ばれるガスなどの物質を毎秒数千キロメートルもの猛スピードで吹き出しており、その方向にだけ周りを覆うガスや塵の雲に穴が開いている。すばる望遠鏡の近赤外線観測により、この穴からもれ出る活動銀河核の強力な紫外線により周囲の水素のガスが励起されて輝いている様子が初めて鮮明に捉えられた。その姿は、2 本の腕がそれぞれ 2 方向に伸びたような特異な形をしていていることがわかる。これは電波銀河を取り囲む水素のガス中をジェットが突き抜けた際、ガスが押しやられて円錐形に空洞ができているためと考えられる。(§ 3.4 参照)

図 64: すばるが撮影した、宇宙年齢が現在の約半分の時代 (約 70 億年前) の大型銀河団 RXJ0152.7−1357 の中心部の姿。画像の一辺は銀河団の距離ではおよそ 450 万光年。赤く見える銀河の大半は、この銀河団に属する銀河で、主に３つの塊になって存在し、それらが北東 (画像の左上) から南西 (右下) の方向に鎖状に連なっている。これは、銀河の塊がこのような鎖状構造に沿って重力で引き合って集まり合体し、より大きなシステムへと進化していくという、まさに巨大銀河団の形成現場を見ていると考えらる。すばる望遠鏡では、その広視野 (30 分角) というユニークな特性を利用し、このような遠方銀河団の系統的なパノラマ観測計画が遂行されている。(§3.5.5 参照)

図 65: すばる深宇宙探査領域 (SDF) に発見された、人類史上最遠の銀河 2 つ。ハワイ観測所のプロジェクト「すばる深宇宙探査計画」の一貫として、特殊なフィルターを取り付けた広視野カメラで、およそ 128 億光年かなたにある最も遠い銀河が発見された (赤方偏移が約 6.6)。生まれたての若い銀河は、盛んに星が作り出されるため、星に照らされたガスが、水素の強いライマン α 輝線を放射する。この水素輝線は、赤方偏移によって、長い波長側 (赤い側) に大きく移動し、ある特定の狭い範囲の波長で非常に明るく輝く。 また、遠方の銀河の場合、地球との間の宇宙空間に漂っている中性水素によって、この水素輝線の短い波長側 (青い側) の光が大きく吸収されるため、水素輝線の左右で段差ができ、かつ、水素輝線が左右非対称になる。分光観測によってこの性質も確認もされている。今後より多くのサンプルを用いることにより、生まれたばかりの銀河の一般的な特徴、及び、宇宙の 暗黒時代の終焉時期などについて重要な示唆が与えられる可能性がある。(§ 3.5.5 参照)

図 66: すばる・XMM-Newton・ディープ・サーベイ (SXDS) フィールドの一部の拡大図。これはすばる望遠鏡観測所プロジェクトとして行なわれている国際共同型の大規模な多波長観測プロジェクトである。すばるの広視野カメラで 5 視野分を合成し、1.2 平方度の領域の深い撮像データがすでに取得されている。この図はその内の極一部分を拡大したもので、涙型の銀河が綺麗に写っている。このプロジェクトでは、既にさまざまな波長のデータが揃いつつあり、今後も拡大が期待されている。その例を挙げると、X 線 (XMM-Newton)、紫外線 (GALEX)、近赤外線 (UKIRT)、中間赤外線 (Spitzer)、サブミリ波 (JCMT/BLAST)、電波 (ALMA) などである。(§ 3.5.3 参照)

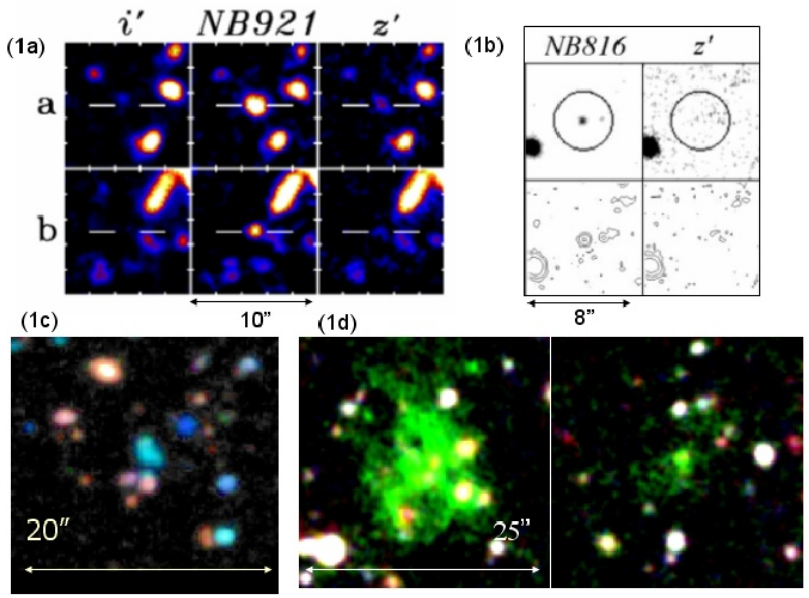


図 67: すばるで観測されている高赤方偏移銀河。(a) SDF(Subaru Deep Field) 中の $z = 6.6$ の輝線銀河 [117]、(b) $z = 5.7$ の低質量輝線銀河 [152]、(c) SXDS(Subaru/XMM-Newton Depp Survey) 中の B ドロップ・ライマン・ブレイク銀河 (SXDS)、(d) $z = 3.1$ の大きく広がった輝線銀河 [123]。(110 ページ)

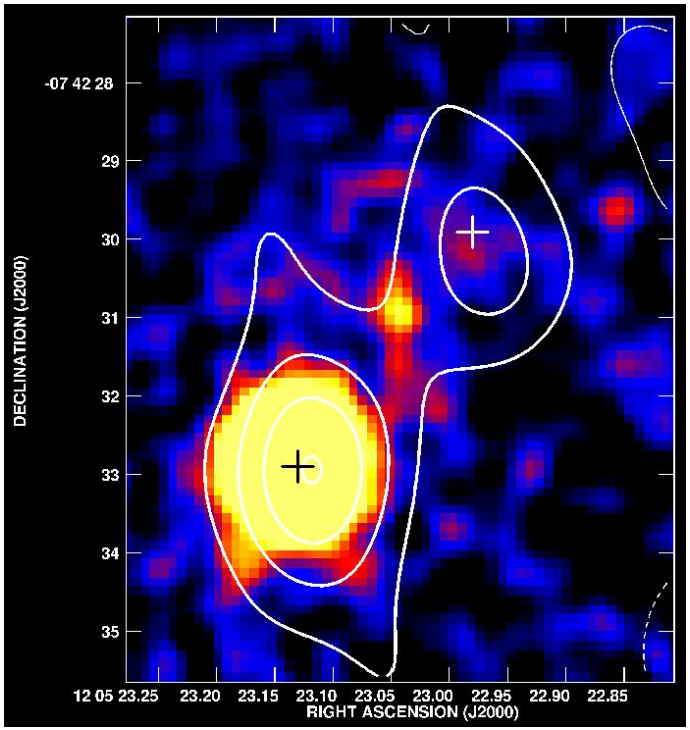


図 68: $z = 4.7$ に存在するクエーサー BR1202-0724。コントアは VLA によって得られた CO(2–1) 輝線の分布。背景はすばるによる酸素原子輝線を含む狭帯域撮像データ。左下の分子ガスにはクエーサーが付随しているが、右上の分子ガスには可視対応天体が有意に見えていない。(125 ページ)

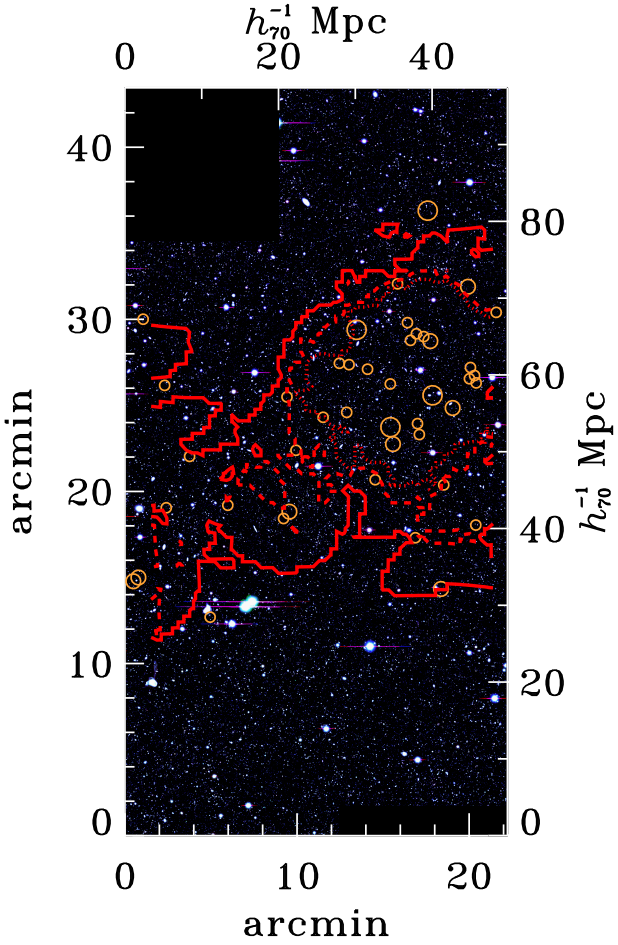


図 69: $z = 4.9$ における Lyα 輝線銀河が作る大規模構造。丸い点は Lyα 輝線銀河の天球面上での位置。コントアは Lyα 輝線銀河の天球密度。すばるの主焦点カメラによる広視野観測の威力がいかん無く発揮された結果の一例と言える。(120 ページ)

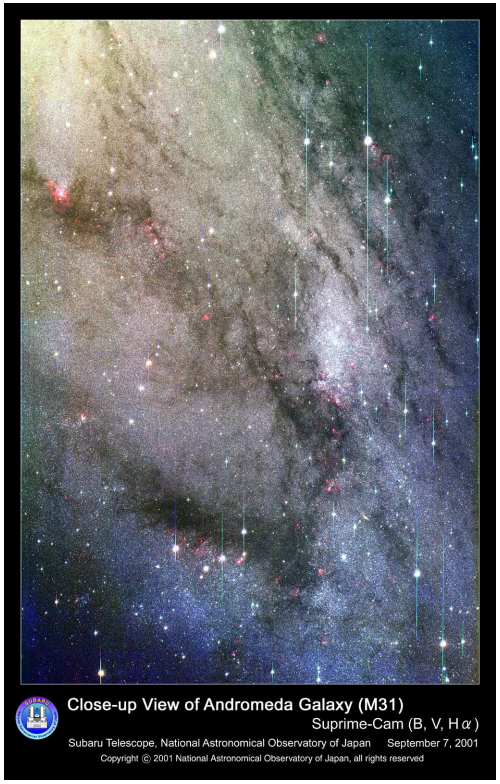


図 70: すばるが撮影したアンドロメダ大星雲。アンドロメダ大星雲 (メシエ 31) は、約 1,000 億個の恒星からなる星の大集団で、我々の銀河系と同じような渦巻き銀河。我々から約 250 万光年の距離にあり、銀河の「お隣さん」と言える。アンドロメダ大星雲の見かけの大きさは角度にして 3 度近くあり、この画像は渦巻きのごく一部分を、すばる望遠鏡の広視野カメラで赤いフィルターを通して撮影したもの。ぶつぶつ見えるものはすべてアンドロメダ大星雲の中にある星である。「星雲」 という名が示す通り、これらの星をひとつひとつ分離して見るのは地上望遠鏡では至難の技であるが、すばる望遠鏡の高い解像力と感度によって、わずかな露出時間でこれだけ多数の星が撮影できている。画像を左下から右上に横切っている明るい領域が、渦巻きの 「腕」の一部であり、そこには若い明るい星が多く輝いている。(§ 3.6.4 参照)

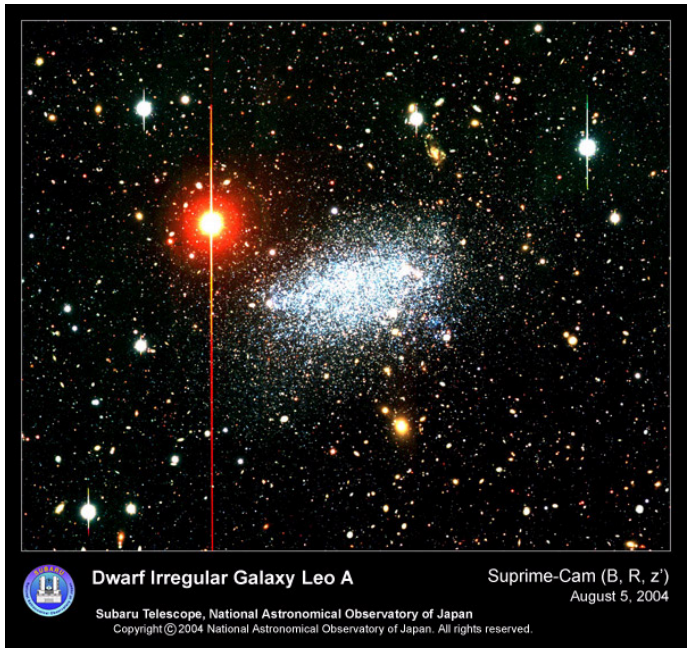


図 71: すばるが撮影した矮小不規則銀河しし座 A (距離 260 万光年)。銀河の星の分布から、この銀河はこれまで知られていたよりはるかに大きく広がっており、しかも外縁部にはっきりとした境界をもっているという新たな構造が明らかになった。この発見は、極めて質量の小さな銀河にも複雑な構造が形成されることを示しており、銀河進化理論が解決すべき新たな問題を提示するものであり、銀河の形成と進化の過程を理解するための「ロゼッタストーン」であると注目されている。(§ 3.6.3 参照)

図 72: すばるが撮影した、わい小不規則型銀河ろくぶんぎ座 A。質量は天の川銀河のわずか 1000 分の 1 しかないが、内部には多量の中性水素ガスがあり、現在も活発に星の生成活動が行われている。すばるの主焦点カメラは、年齢の若い星 (青い星) から古い星 (赤い星)、さらに活発に星が生まれている HII 領域 (緑色) が混在している様子をみごとにとらえることに成功した。その姿は、色とりどりの宝石を漆黒の宇宙に散りばめたような、「宇宙の宝石箱」と呼ぶにふさわしい銀河である。(§ 3.6.3 参照)

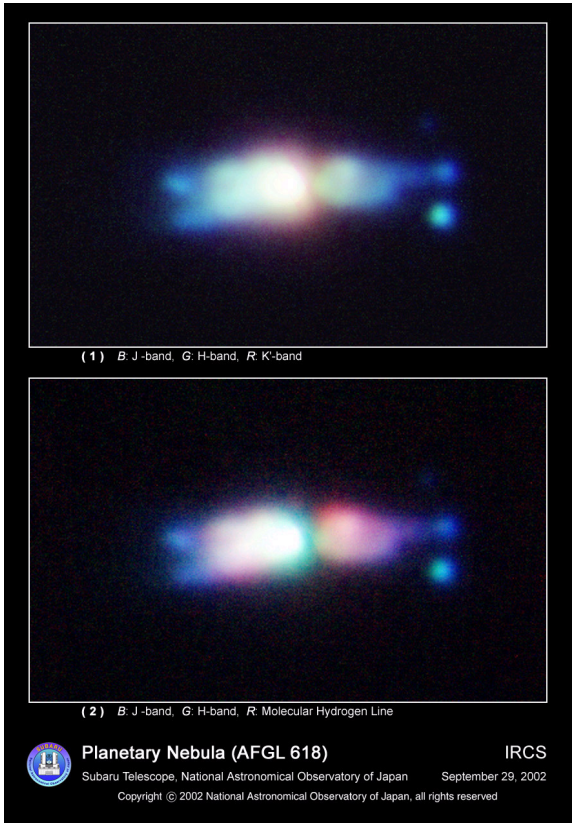


図 73: すばるが捉えた双極惑星状星雲 AFGL 618 の構造。星雲が 2 つの方向に伸びていることから双極惑星状星雲と呼ばれているこの年老いた星の周りに、すばるの近赤外撮像によって、「弾丸」や「角」に似た構造が発見された。図の中で右方向の星雲の先にある 3 つの点が、「弾丸」と呼ばれるところ（一番上は、非常に淡い）で「角」は、左方向の星雲の先から、２本伸びているところを指す。中央のくびれは星雲の「腰」にあたり、 濃いチリが中心星を隠しているため、くびれているように見える。「弾丸」や「角」が星雲の端にあることは、 中心の年老いた星から高速に飛び出たガスが、 過去に放出されたガスやチリに衝突して形成されたことを示している。(§ 3.7.4 参照)

図 74: すばる望遠鏡は、星が活発に形成されている領域 S106 について、これまでになく鮮明で深部までとらえた赤外線画像の撮影に成功した。さらに恒星に比べて質量の軽い天体が、S106 の内部に多数存在していることを発見した。中心付近には、赤外線源 IRS4 と呼ばれる大質量星があり、上下の方向に広がる砂時計状の構造は、この星から双極状に噴出した物質の流れ（アウトフロー）が作り出した星雲と考えられている。また中心部分のくびれは、ガスや塵からなる巨大な円盤が IRS4 を取り囲むように存在しているためと推測されている。今回のすばる望遠鏡の観測から、宇宙には質量の軽い天体が普通の恒星と同様に多数生まれていること、さらにその天体の数は領域により違いがあることが明らかになった。しかし、このような天体の誕生のしかたは、依然として謎のままである。(§ 3.7.2, 3.7.3 参照)

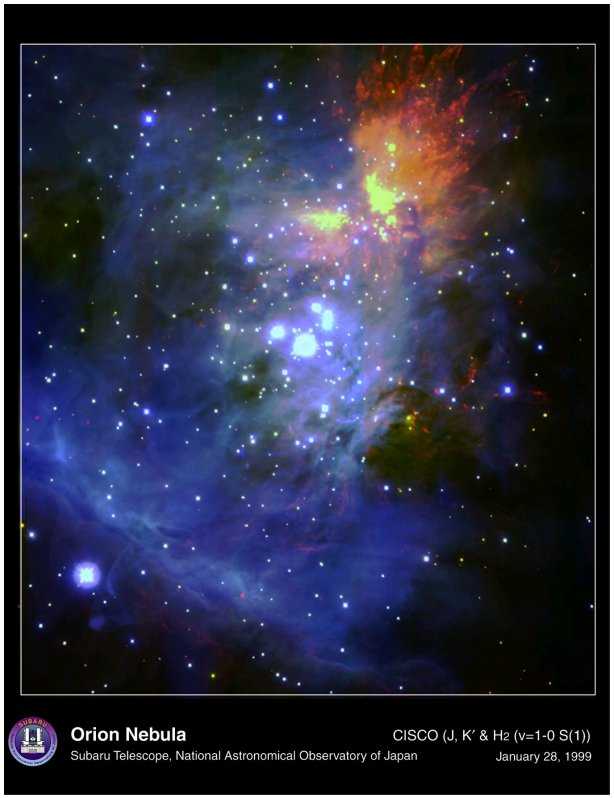


図 75: 我々から 1500 光年の距離にあるオリオン星雲の中心部を、すばる望遠鏡によって近赤外線で観測したもの。画像のほぼ中心に 4 個の明るい星からなるトラペジウム (不等辺四角形) が見え、その周囲に多くの星が見えている。これらの星の大部分は、星雲の背後にあるオリオン分子雲中に埋もれた生まれて間もない小質量の星で、赤外線でしか見えない。視野全体にわたって青く淡く輝いているのは、トラペジウムが放つ強力な紫外線によって高温に電離されたガス。トラペジウムの上方やや右寄りに、蝶々が羽を広げたような赤い星雲が見られる。これは、オリオン分子雲に深く埋もれているために赤外線でしか見えない星雲とその周囲の領域である。この大きな若い星の激しい活動が、巨大な「蝶々」を作り出したと考えられる。(§ 3.7.2 参照)

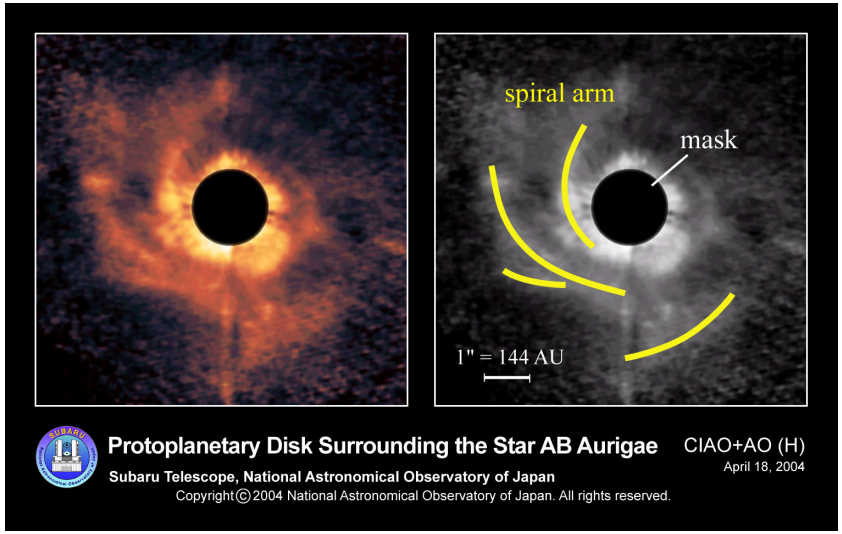


図 76: すばるが写し出した、うずまき状の惑星誕生現場。すばる望遠鏡のコロナグラフ撮像装置 (CIAO) と波面補償光学装置 (AO) を併用することによって、ぎょしゃ座 AB 星（470 光年）と呼ばれる年齢約 400 万年の星のまわりに、原始惑星系円盤が中心の星からの赤外線を反射して輝いている様子をとらえることに成功した。その結果、その円盤は銀河で見られるようなうずまきの形をしていることが明らかになった。理論的には、近くにある別の星（伴星）との相互作用でうずまきができる、あるいは、円盤がある程度重い場合には円盤に密度のムラができ、それが円盤回転の影響でうずまき構造に成長することが予想されている。(§3.8.3 参照)

図 77: すばる望遠鏡のコロナグラフ撮像装置 (CIAO) と波面補償光学装置 (AO) を組み合わせて撮影した天王星と環、衛星のミランダ (右) ・アリエル (左)。天王星は、太陽から平均半径が約 28 億キロメートルのだ円軌道上を約 84 年かけて一周する惑星で、軌道面に対して横倒しになって自転しているのが特徴。これまでに、10 個以上の衛星と 10 本以上の環が発見されている。この画像は、近赤外線の画像をカラー合成したもので、私たちの目で見たときの色とは異なる。天王星の大気であるメタンは、青色で表現してある。(§ 3.8 参照)

目 次

第 1 章　序章 **37**
1.1　光赤外天文学将来計画検討会の活動 37
1.2　検討の総括 38
1.3　検討会活動日誌 38

第 2 章　光赤外天文学の過去・現在と未来 **41**
2.1　天文天体物理の歴史・意義 41
2.2　日本の光赤外天文学の来し方：地上編 43
2.2.1　岡山天体物理観測所 43
2.2.2　木曽観測所 44
2.2.3　上松天体赤外線観測室 44
2.2.4　ハワイ観測所 45
2.2.5　すばる望遠鏡の現状/将来と成果 45
2.2.6　国立天文台の組織改編 49
2.2.7　大学の活動と中小口径の望遠鏡 49
2.3　日本の光赤外天文学の来し方：上空編 51
2.3.1　空へ 51
2.3.2　宇宙へ 53
2.3.3　未来へ 55

第 3 章　次世代光赤外天文学のサイエンス **57**
3.1　科学検討班の活動目標・経過 57
3.2　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 58
3.2.1　「宇宙論、構造形成」分野 58
3.2.2　「クエーサー、活動的銀河中心核」分野 59
3.2.3　「銀河、銀河団」分野 60
3.2.4　「銀河系、局所銀河」分野 62
3.2.5　「恒星物理、星形成、超新星、晩期型星」分野 63
3.2.6　「惑星系、太陽系」分野 64
3.3　宇宙論、構造形成 67
3.3.1　今後の方向性 67
3.3.2　基本定数の時間変化と宇宙論 68
3.3.3　ダークマター 76
3.3.4　初期天体 84
3.3.5　構造形成 86
3.3.6　宇宙論的アストロメトリ 88
3.3.7　班員構成、担当 89
3.4　クエーサー、活動的銀河中心核 90
3.4.1　今後の方向性 90

3.4.2 近傍から遠方の AGN における巨大ブラックホール質量の決定 90
3.4.3 近傍 AGN の中心構造の解明 91
3.4.4 クエーサー/AGN の進化： 深宇宙サンプルの確立 98
3.4.5 班員構成、担当 103
3.5 銀河、銀河団 104
3.5.1 次世代銀河天文学の方向性 104
3.5.2 初代天体の発見と宇宙電離史の解明 105
3.5.3 形成途上銀河の内部構造の解明 109
3.5.4 銀河形態、種族の起源の解明 113
3.5.5 宇宙大規模構造の形成と進化 119
3.5.6 クエーサー吸収線系と銀河の初期進化 122
3.5.7 活動銀河核と銀河形成との関わり 123
3.5.8 班員構成、担当 125
3.6 銀河系、局所銀河 126
3.6.1 今後の方向性 126
3.6.2 銀河系の形成と進化 127
3.6.3 矮小銀河の形成史とその意義 131
3.6.4 明るい銀河の形成史と形態 134
3.6.5 局所宇宙銀河の特異速度構造 140
3.6.6 次世代望遠鏡に望む性能 — 楕円銀河の星生成史の解明を目指して 140
3.6.7 班員構成、担当 144
3.7 恒星物理、星形成、超新星、晩期型星 145
3.7.1 今後の方向性 145
3.7.2 星形成 146
3.7.3 ディスクとハローの低質量星と超低質量天体 147
3.7.4 晩期型星の質量放出 151
3.7.5 恒星の元素組成解析 153
3.7.6 Ia 型超新星の起源に迫る—若い Ia 型超新星残骸中に連星系の痕跡を探る— 156
3.7.7 班員構成、担当 158
3.8 惑星系、太陽系 159
3.8.1 今後の方向性 159
3.8.2 原始惑星系ガス円盤の構造と進化 159
3.8.3 原始惑星系ダスト円盤の構造と進化 161
3.8.4 原始惑星系円盤の化学進化 163
3.8.5 惑星とガス円盤の相互作用 165
3.8.6 惑星の初期進化 167
3.8.7 太陽系外縁部の構造 169
3.8.8 系外惑星系 172
3.8.9 居住可能惑星 175
3.8.10 班員構成、担当 177

第 4 章 次期光学赤外線地上超大型望遠鏡 191
4.1 地上大型望遠鏡の科学的意義 191
4.1.1 科学的背景 191
4.1.2 宇宙論 192
4.1.3 活動銀河核 193

4.1.4 銀河形成・進化 . . . 193
4.1.5 銀河系、局所銀河 . . . 194
4.1.6 恒星 . . . 195
4.2 次世代地上大型望遠鏡ワーキンググループ . . . 196
4.3 JELT 構想・基本仕様と光学系 . . . 196
4.3.1 基本仕様 . . . 196
4.3.2 光学系 . . . 196
4.4 望遠鏡構造 . . . 198
4.4.1 全体構造の基礎検討 . . . 198
4.4.2 固有振動数 . . . 200
4.4.3 高度軸受部 · 水平回転部 . . . 200
4.4.4 JELT 全体構造 . . . 201
4.4.5 鏡筒部・架台部 . . . 205
4.4.6 高度軸受部・水平回転部 . . . 210
4.4.7 副鏡支持機構 . . . 210
4.4.8 駆動機構 . . . 211
4.4.9 追尾制御装置 . . . 213
4.4.10 超軽量架台の試作開発 . . . 215
4.4.11 新型アクチュエータの開発 . . . 217
4.5 鏡面製作 . . . 218
4.5.1 超高精密研削装置 . . . 218
4.5.2 新素材セグメント鏡の開発試作 . . . 222
4.6 制御系ソフトウェアおよび計算機システム . . . 228
4.6.1 JELT 制御系基本構想 . . . 228
4.6.2 各部制御系詳細 . . . 229
4.6.3 JELT 制御系開発に当たっての留意点 . . . 230
4.7 観測装置構想 . . . 232
4.7.1 近赤外広視野カメラ/多天体分光器 . . . 232
4.7.2 高分散分光器 . . . 233
4.7.3 中間赤外線観測装置 (仮称:Big-COMICS) . . . 235
4.7.4 JELT で実現する偏光機能について . . . 237
4.8 補償光学系 . . . 239
4.8.1 補償光学系とは . . . 239
4.8.2 これまでの補償光学系 . . . 240
4.8.3 レーザーガイド補償光学系の開発 . . . 240
4.8.4 補償光学技術の進展 . . . 241
4.8.5 JELT 補償光学系の案 . . . 242
4.8.6 要素技術開発 . . . 244
4.9 ドーム . . . 245
4.9.1 ドームに要求する機能 . . . 245
4.9.2 外的環境からの保護 . . . 246
4.9.3 風の擾乱対策 . . . 246
4.9.4 発熱抑制 . . . 247
4.9.5 シーイング劣化防止対策 . . . 247
4.9.6 望遠鏡運用・保守に必要な装置の収納 . . . 248
4.9.7 ドームのコスト . . . 249

4.10 全体コストとスケジュール・体制 . . . 250
4.10.1 全体コスト . . . 250
4.10.2 スケジュール . . . 251
4.10.3 体制 . . . 251
4.11 海外の超大型地上望遠鏡計画 . . . 251
4.11.1 概要 . . . 251
4.11.2 TMT (Thirty Meter Telescope) . . . 252
4.11.3 OWL (OverWhelmingly Large telescope) . . . 252
4.11.4 GMT (Giant Magellan Telescope) . . . 253
4.11.5 Euro50 . . . 254
4.11.6 その他 . . . 254
4.12 国際協力・国際協議 . . . 254
4.12.1 多国間国際協議の場 . . . 254
4.12.2 個別グループ間協議の場 . . . 255
4.12.3 国際協力へのスタンスと状況分析 . . . 256
4.13 建設地 . . . 256
4.13.1 サイト選定の重要性 . . . 256
4.13.2 サイトが満たすべき条件 . . . 257
4.13.3 サイトの評価方法 . . . 258
4.13.4 天文台建設に適した地域 . . . 258
4.14 光干渉計と単一望遠鏡の役割 . . . 262
4.14.1 光干渉計と巨大望遠鏡で得られる観測能力 . . . 262
4.14.2 光赤外干渉計による超高角度分解能観測のターゲット (図 4.96) . . . 265
4.14.3 可視・赤外・電波の超高角度分解能プロジェクト (図 4.97) . . . 266
4.14.4 将来の光干渉計への注目 . . . 267
4.15 まとめ . . . 268
4.16 謝辞 . . . 268

第 5 章 次世代赤外線天文衛星 SPICA 271
5.1 ミッションの概要 . . . 271
5.1.1 宇宙史の解明: ビッグバンから生命まで . . . 271
5.1.2 ASTRO-F への期待とその発展 . . . 271
5.1.3 SPICA ミッション . . . 272
5.1.4 本文書の構成と位置づけ . . . 274
5.2 宇宙史の解明: ビッグバンから生命まで . . . 275
5.2.1 SPICA の特徴 . . . 275
5.2.2 宇宙史の解明にむけて：重要課題 . . . 275
5.3 ミッションへの要求 . . . 280
5.3.1 波長領域 . . . 280
5.3.2 温度 . . . 280
5.3.3 望遠鏡の口径 . . . 281
5.3.4 ミッションへの要求 . . . 282
5.4 衛星システム概要 . . . 283
5.4.1 衛星全体の構成 . . . 283
5.4.2 ミッション部 . . . 285
5.4.3 バス部 . . . 285

5.5 望遠鏡システム . . . 286
5.5.1 基本仕様 . . . 286
5.5.2 光学設計 . . . 288
5.5.3 鏡材料・望遠鏡システムの検討 . . . 289
5.5.4 SPICA 望遠鏡の開発 . . . 291
5.5.5 SPICA 望遠鏡案 . . . 291
5.5.6 試験計画 . . . 294
5.6 焦点面観測機器 . . . 298
5.6.1 中間赤外線撮像／分光装置 . . . 298
5.6.2 遠赤外線撮像／分光装置 . . . 300
5.6.3 サブミリ波撮像／分光装置 (オプション) . . . 303
5.6.4 近赤外線撮像装置 (オプション) . . . 305
5.7 冷却系 . . . 305
5.7.1 設計思想 . . . 305
5.7.2 冷却系仕様 . . . 307
5.7.3 機械式冷凍機 . . . 308
5.7.4 定常熱解析結果 . . . 313
5.7.5 固有値解析結果 . . . 314
5.8 ミッション運用概要 . . . 314
5.8.1 運用期間 . . . 314
5.8.2 軌道 . . . 315
5.8.3 観測運用 . . . 317
5.8.4 contingency . . . 317
5.9 SPICA の国際的位置づけ . . . 317
5.9.1 国際的役割分担 . . . 317
5.9.2 国際的ロードマップ . . . 318
5.9.3 国際協力 . . . 318
5.10 日本の宇宙科学、宇宙開発における位置づけ . . . 319
5.10.1 新しいカテゴリーの提案 . . . 319
5.10.2 宇宙開発の将来を拓く SPICA . . . 320
5.10.3 新しい開発体制の提案 . . . 320
5.10.4 JAXA 統合効果としての SPICA . . . 321
5.11 年次計画 . . . 321
5.11.1 年次計画 . . . 321
5.11.2 他のミッションとの関係 . . . 322

第 6 章 JASMINE 計画 323
6.1 JASMINE 計画の要旨 . . . 323
6.2 JASMINE の科学目的と意義 . . . 325
6.2.1 銀河系の力学構造 . . . 326
6.2.2 星形成 . . . 328
6.2.3 銀河系形成史 . . . 329
6.2.4 恒星物理学 . . . 330
6.2.5 惑星系形成 . . . 330
6.2.6 基礎物理 . . . 331
6.3 他の計画の中での位置付け . . . 332

6.3.1 海外計画と VERA の紹介 . . . 332
6.3.2 銀河系モデルを用いた赤外線観測の評価 . . . 332
6.4 観測手法 . . . 334
6.5 観測装置 . . . 336
6.5.1 望遠鏡 (光学系) . . . 336
6.5.2 検出器 . . . 338
6.6 衛星システム概要 . . . 340
6.6.1 軌道 . . . 340
6.6.2 姿勢系 . . . 341
6.6.3 熱構造 . . . 343
6.6.4 オンボード処理と通信系 . . . 344
6.6.5 打ち上げロケットと電力・重量 . . . 346
6.7 現在までの技術実証実験ならびに仕様検討のためのシミュレーター構築 . . . 347
6.7.1 地上での CCD をもちいた星像中心実験 [5] . . . 347
6.7.2 JASMINE シミュレーターのフレームワーク構築 . . . 348
6.8 重要な技術検討課題 . . . 350
6.8.1 望遠鏡の素材と組み立て方式 . . . 350
6.8.2 検出器の開発と配列技術 . . . 352
6.8.3 指向安定性 . . . 352
6.8.4 ビーム混合鏡ならびに観測装置の熱変動制御とモニター . . . 354
6.8.5 放射線耐用に関して . . . 355
6.9 超小型衛星を用いた Nano-JASMINE 計画 . . . 356
6.9.1 概要 . . . 356
6.9.2 観測装置 . . . 357
6.9.3 衛星システム . . . 359
6.10 今後の予定 . . . 359
6.10.1 体制、予算 . . . 359
6.10.2 スケジュール . . . 362
6.10.3 最後に . . . 362

第 7 章 JTPF (Japanese Terrestrial Planet Finder - 太陽系外地球型惑星探査) 367
7.1 はじめに — JTPF とは? . . . 367
7.2 計画の背景：系外惑星探査方法 . . . 368
7.3 観測ターゲット . . . 372
7.4 目指すサイエンス (系外惑星の直接撮像・分光) . . . 373
7.5 目指すサイエンス (広視野深撮像分光に基づくサイエンス) . . . 374
7.5.1 なぜ多目的装置搭載が必要か？ . . . 374
7.5.2 広視野赤外線カメラによる初代天体の探査 . . . 375
7.6 目指すサイエンス (系外惑星誕生現場-原始惑星系円盤から残骸円盤へ) . . . 375
7.7 HCST(ハイコントラストスペース望遠鏡) とは? . . . 377
7.8 既存・今後のミッションとの比較 . . . 377
7.9 波長の選択 . . . 378
7.10 望遠鏡 1 (光学系) . . . 378
7.11 望遠鏡 2 (主鏡) . . . 380
7.12 スペース補償光学 . . . 381
7.13 スペースコロナグラフ . . . 382

7.14 軌道 . . . 384
7.14.1 S-E L2 概要 . . . 384
7.14.2 打ち上げロケットおよび軌道上運用 . . . 385
7.15 観測運用 . . . 385
7.15.1 観測シーケンス . . . 385
7.15.2 地上からの運用 . . . 385
7.16 衛星システム 1(電源・通信・姿勢制御) . . . 386
7.16.1 電源系 . . . 386
7.16.2 通信系 . . . 386
7.16.3 信号処理系 . . . 387
7.16.4 姿勢軌道制御系 . . . 388
7.16.5 二次推進系 . . . 388
7.17 衛星システム 2(構造・熱制御) . . . 388
7.17.1 構造系 . . . 388
7.17.2 熱制御系 . . . 389
7.17.3 重量 、大きさ . . . 390
7.17.4 打ち上げ条件 . . . 390
7.17.5 地上試験 . . . 390
7.18 観測装置および検出器 . . . 390
7.18.1 観測装置 . . . 390
7.18.2 検出器 . . . 390
7.19 干渉計への取り組み . . . 391
7.19.1 ナル干渉計への取り組み . . . 392
7.19.2 ナル干渉計応用手法への取り組み . . . 393
7.20 国際協力・年次計画・体制 . . . 395
7.21 系外惑星科学のロードマップ (まとめにかえて) . . . 396

第 8 章 全体計画の推進について 399
8.1 地上とスペース . . . 399
8.1.1 空間分解能 . . . 399
8.1.2 視野 . . . 400
8.1.3 波長域 . . . 400
8.1.4 波長分解能 . . . 400
8.1.5 感度 . . . 400
8.1.6 中間・遠赤外線領域における比較 . . . 402
8.2 光赤外コミュニティのパワー . . . 404
8.3 国際協力の在り方 . . . 405
8.3.1 光赤外分野のマスタープランについて . . . 405
8.3.2 日本の (可視赤外) 観測天文学の全体年次計画について . . . 406
8.3.3 地上望遠鏡における国際協力の動き . . . 407
8.3.4 宇宙科学における国際協力の重要性 . . . 407
8.4 教育・一般社会へのアピールとインパクト . . . 410
8.4.1 大型プロジェクトの説明責任 . . . 410
8.4.2 知の開示と蓄積による社会還元 . . . 411
8.4.3 望遠鏡の特殊性と教育効果 . . . 411

付 録 A 付録 **413**
A.1 すばる望遠鏡成果一覧 413
A.1.1 すばる望遠鏡観測成果論文引用度数から見た成果 413
A.1.2 科学成果ハイライト 415
A.1.3 すばる望遠鏡関係新聞記事、書籍 418
A.2 上空からの赤外線観測関係新聞記事一覧 423
A.3 名古屋大学赤外線グループ関係新聞記事一覧 427
A.4 日本の光赤外機器開発関連の研究費受給一覧 429
A.4.1 科学研究費 429
A.4.2 その他 437
A.5 日本の天文学界の執行予算推移，欧米との比較 439
A.5.1 主要各国の宇宙開発予算 439
A.5.2 主要各国の天文学予算 439
A.5.3 OECD 加盟国別科学技術予算 440

第1章　序章

1.1　光赤外天文学将来計画検討会の活動

日本の光学赤外線天文学研究者の研究連絡組織である光学赤外線天文連絡会 (GOPIRA) は、すばる望遠鏡が順調に運用を始めたのを受けて、すばる望遠鏡や ASTRO-F に続く次世代の光赤外天文学ミッションの検討を開始することを 2002 年に決議し、2003 年 1 月に光赤外天文学将来計画検討会を発足させた。

将来計画検討会[1]は、全体会の下に、**サイエンス検討班**[2]、**次期地上望遠鏡検討班**[3]、**スペース望遠鏡検討班**[4] 以下の三つ班を組織し、約 1 年余りの予定で検討を積み重ねることとなった。

検討経過と検討内容は、光学赤外線天文連絡会ワークショップやすばる望遠鏡ワークショップなど関連する研究会の場で、コミュニティに報告され、より広範な研究者の意見集約を諮った。

本報告書は、2005 年初の時点でこれらの検討結果をとりまとめたものである。次世代の光学赤外線天文学の発展を期して日本天文学会、および日本学術会議天文学研究連絡委員会、日本学術会議、総合科学技術会議などを通じてその構想を発表し、自然科学研究機構国立天文台や宇宙航空開発研究機構宇宙科学本部など計画の推進を担うべき、研究機関にその具体化の推進を求めるものである。

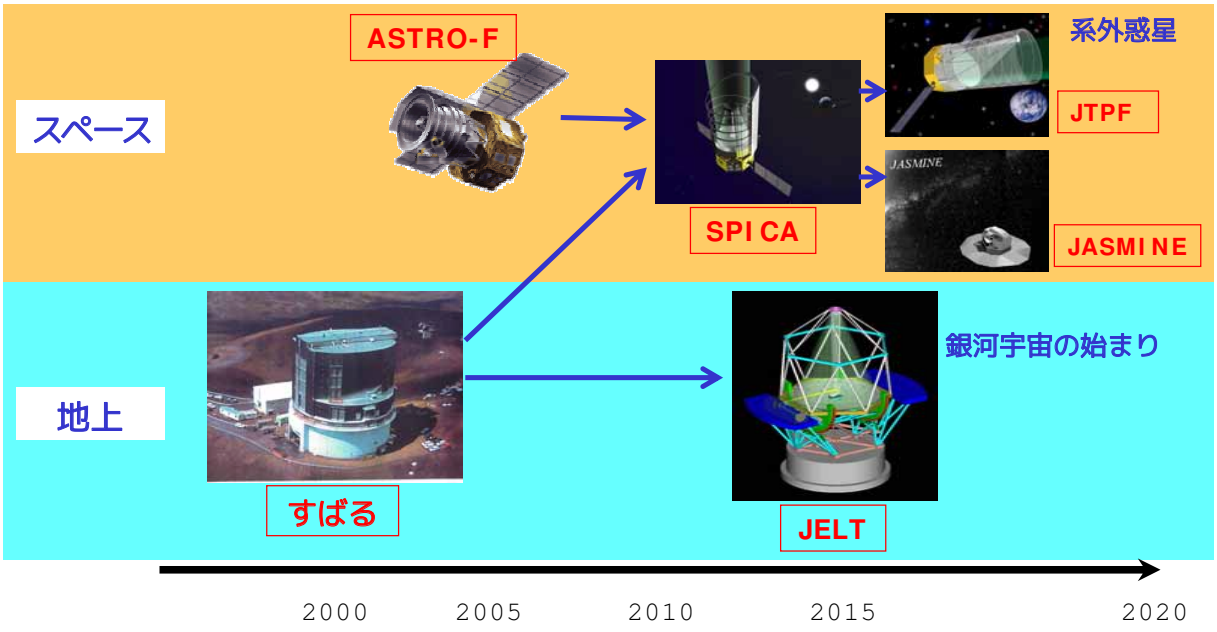


図 1.1: 光赤外線天文学のロードマップ (カラー 3 ページ)

[1] http://optik2.mtk.nao.ac.jp/futureplan/futureplan.htm
[2] http://th.nao.ac.jp/science_wg/
[3] http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/elt/
[4] http://optik2.mtk.nao.ac.jp/ hide/OptIRfuture_space.html

1.2　検討の総括

以下、これまで 2 年間の将来計画検討会の活動から得られた、今後の長期指針についてまとめる。

1. 可視光・赤外線地上観測は、すばる望遠鏡の成果をさらに発展させ、すばる望遠鏡を軸に拡がった観測的研究者層・装置開発者層を有効に活かすため、**次世代 30 m級望遠鏡 (仮称 JELT) 計画の具体化を進めるべきである。**国立天文台に内部措置としてではあるが、フェーズ A プロジェクト室の設置が決められ、本計画推進の母体となることが期待される。

2. 2005 年度打ち上げ予定の本格的なスペース赤外線観測衛星 ASTRO-F を軸に、次世代スペースミッションとしては **SPICA 計画を最重点計画として、具体化をはかるべきである。**加えて、JASMINE 計画と JTPF 両計画についても早期の計画実現をはかるべきであり、宇宙科学研究本部の理学委員会のもとに設置されている各 WG を軸に、計画推進が望まれる。

3. 研究者のボトムアップの提案に基づいたこれらの将来計画については、その科学的意義・技術的実現可能性・実施体制等を、**コミュニティの代表者や外部識者を含むピアレビューにより厳しく評価・審査して、より洗練された実現可能な計画にするべきである。**このような評価・審査システムは宇宙科学研究本部や国立天文台でも設置されており、コミュニティの協力の下、今後もこのようなシステムをより充実させ、有効な活用がなされることを強く希望する。

4. 今後、地上からの観測とスペースからの観測の協調的な取組が一層重要になることに鑑み、関連研究者が集結してこれらの次世代ミッションを実現できるように、**法人組織をつなぐ体制の枠組みを整備することが重要である。**上記スペース計画に対応したフェーズ A プロジェクト室が国立天文台においても設置されたことは、この意味でも重要である。

5. 長期的な計画を実現するためには、大学と共同利用研との関係をより太くし**大学の基盤整備**をより進めるための方策を講じることが必要である。

6. 次世代計画はいずれも、国際的プロジェクトとしての位置づけが必要となる。コミュニティの意向を尊重して、**国際協力を実質的に推進できる体制と枠組み**を整える必要がある。

図 1.1 は、以上を踏まえて、本報告書に記載した主要な将来計画を長期ロードマップとして概念的に整理したものである。

1.3　検討会活動日誌

2004/12/25-27 : 次世代天文学ワークショップ
2004/11/29 : 国立天文台プロジェクト週間、JELT プロジェクト室、系外惑星探査プロジェクト室の設置を決定
2004/10/28 : 世話人打ち合わせ
2004/10/22 : 東アジア天文学ミーティング
2004/9/28 : 学術会議、天文学研究者連絡委員会
2004/9/23 : 日本天文学会
2004/9/8 : 全体世話人会
2004/8/25 : 光学赤外線天文連絡会ワークショップ

2004/8/3 : 全体世話人会
2004/7/15-16 : OECD GSF 本会議 (パリ)
2004/6/21-25 : SPIE 国際会議 (グラスゴー)
2004/4/5-6 : OECD GSC 天文学大型計画に関するワークショップ (ワシントン)
2004/4/1 : 国立天文台に JASMINE 検討室（プロジェクト室）を設置
2004/3/23 : 全体世話人会
2004/1/22-23 : ELT 国際ワークショップ
: 光赤外将来計画検討会・検討報告会プログラム　すばるユーザーズミーティングに続けて
: 第 6 回光赤外天文学将来計画検討会[5]
2003/12/17 : 第 5 回全体コアメンバー会　ASTRO-F サイエンスワークショップに続けて
2003/12/12 : 全体世話人会
2003/12/5-6 : OECD GSF 天文学大型計画に関するワークショップ (ミュンヘン)
2003/8/21-22 : 光赤外将来計画シンポジウム (=第 4 回全体会議）[6,7]
2003/6/23 : 第 3 回光赤外天文学将来計画検討会全体会議[8]
2003/5/21 : 第 2 回光赤外天文学将来計画検討会全体会議[9]
2003/4/23 : 日本学術会議天文学研究連絡委員会にて活動報告
2003/1/22 : 第 1 回光赤外天文学将来計画検討会全体会議

[5] http://optik2.mtk.nao.ac.jp/futureplan/040122a.htm
[6] プログラム：http://optik2.mtk.nao.ac.jp/futureplan/030821a.htm
[7] 電子集録：http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/gopira2003/gopira.html
[8] プログラム：http://optik2.mtk.nao.ac.jp/futureplan/3rdws.htm
[9] 議事録：http://optik2.mtk.nao.ac.jp/futureplan/2ndws/

第2章　光赤外天文学の過去・現在と未来

2.1　天文天体物理の歴史・意義

天文天体物理学は、我々の住むこの宇宙の成り立ちと法則を調べる学問である。太陽と月、そして夜空に輝く星々の運動を調べることは多数の古代文明でも行われていたことが知られている。例えばエジプトやマヤのピラミッドを調べると、方位や太陽の位置の季節変化を精密に測定できていたことがほぼ確実に推察される、という事実は有名である。ギリシア時代のヒッパルコスは、精度の良い天体の位置測定を行い、また過去の記録も使って歳差を発見していた。16 世紀末、デンマークのチコ・ブラーエは、角度にして約 1 分角の精度で天体の位置測定を行った。彼の惑星の運動の測定結果をもとにして、ケプラーが惑星の運動法則を見つけ、そして近代文明の基礎となったニュートン力学へと発展していった。1989 年に打ち上げられた ESA(欧州宇宙機関) のヒッパルコス衛星は、約 1 ミリ秒角の精度で近傍の恒星の位置を測定した。さらに次世代の位置天文衛星は 10 マイクロ秒角での測定を目指している。これはチコの測定に比べ実に 600 万倍の精度の向上となり、太陽系の大きさをはるかに越えて天の川銀河の半分近くまでの恒星の運動の測定を可能にしようとしている。可能な限りの精密な測定を行い、そこにある法則を見出す試みは、科学の基本であり、この営みは数千年の時を越えて脈々と行われてきているのである。

一方、古代より、人類は宇宙のなりたちを理解しようと努めてきた。その試みの跡は、例えば神話などの形で残されていると言えよう。時代を下って、ギリシア時代、エラトステネスは地球が丸いことを科学的測定に基づいて指摘していた。少数の例外はあったかもしれないが (古代インドの聖典「リグ・ベーダ」には地球が球形であり、太陽が太陽系の中心であるという記述があるという)、有名なコペルニクスの地動説以前には、トレミーらの天動説が、人類の世界観の中心となっていたと言えよう。コペルニクスの地動説には新たな世界観の構築という、天文学の醍醐味が象徴されていると言える。

しかしながら、宇宙にはいつの時代も人類の想像を越えた驚きが隠されている。20 世紀初頭、ハッブルは銀河が互いに遠ざかりあっていること、すなわち宇宙膨張を発見した。当時、アインシュタイン博士ですら、一般相対性理論の帰結として得られた膨張し続けるか収縮し続けるかしか答えの無い宇宙の姿、すなわち膨張する宇宙像を受け入れられず、宇宙膨張を止めるための宇宙項を導入し、後に後悔したという逸話は有名である。20 世紀末から 21 世紀初頭、再び自然は新たな謎を我々に投げかけた。大型望遠鏡、宇宙望遠鏡を動員しての遠方の超新星観測や、衛星電波望遠鏡による宇宙背景放射のゆらぎの精密測定の結果、宇宙膨張は現在、物質に互いに働く重力で減速しているのではなく、逆に加速をしているという結論が得られた。アインシュタイン博士の後悔した宇宙項が実は存在し、現在の宇宙において、物質 3 割に対して宇宙項が 7 割を占めていれば説明ができる結果である。宇宙膨張を加速させているということは、新たなエネルギーが真空から沸いてきてみえ、また宇宙項は定数ではなく時間変化をしている可能性もあるので、ダークエネルギーと呼ばれるようになった。ダークエネルギーの謎は、もしかしたら新たな物理法則の発見、あるいは新たな世界観の転換へとつながる糸口なのかもしれない。もう一つの未解決の「暗黒 (ダーク)」問題であるダークマター (重力相互作用は行うが、電磁相互作用は行わない物質) の存在が、スイスの天文学者ツビッキーにより最初に指摘されたのが 1930 年代であることを考えるとき、ダークエネルギー解明にどのくらいの時を要するのか、我々にはまだ想像がつかない。

さて、20 世紀は宇宙膨張という新たな世界観が構築された世紀であったが、むしろ天体物理学の大発展の世紀であったと言った方がよりふさわしい。恒星はなぜ輝くのか、太陽のスペクトルに見られる特徴をどのように理解したら良いのか、といった疑問は大部分が解明されたと言える。

恒星の内部での核融合モデル、恒星大気のモデルなどは、量子力学などの発展とともに飛躍的に進み、我々は恒星の生まれた時の質量がわかれば、その進化の過程で、どのような明るさでどのくらい輝くかを大部分の時期において予測できるようになった。例えば、太陽は現在壮年期であるが、あと 50 億年くらいたつと膨張を開始し、70 億年くらいたつと、膨らんで地球の軌道にまで達するということが予想できる。また恒星のスペクトルにみられる重い元素の大部分は、かつて超新星爆発によって作られたこと、すなわち我々の体はかつては恒星のごく一部であったことも、確信を持って断言できる。あるいは恒星の終末の姿にはいくつかあり、例えば質量の小さい星は、白色矮星と呼ばれる電子の縮退圧で重力をやっと支えている、たいへん高密度の星となって冷えていくこともわかった。一方大質量の星は、核融合が進んだ最後は超新星爆発を起こし、その中心には白色矮星よりもさらに密度の高い中性子星やブラックホールが残る。これら高密度星、あるいはその連星も含めた系は、単に恒星物理の理解だけにとどまらず、降着円盤や宇宙ジェット、あるいはたいへん強い重力場の実験室として、物理法則による統一的理解が試みられている。

銀河の星間空間にはガスや塵も満ちている。ガスや塵は、濃いところから恒星が誕生し、進化し、晩年にはガスや塵を大量に放出したり、あるいは超新星としてガスや塵をまた星間空間に戻す。銀河において、物質が輪廻をしながら、少しずつ重い元素が生まれてきている。星の生まれ方は、銀河によっても異なってきた。たとえば大型の楕円銀河は、比較的早い時期にたいへん活発な星生成活動を行い、現在ではほとんどの冷たいガスを使い尽くしてしまっている。一方、渦巻き銀河などでは、星生成活動が円盤部分で長く続いている。これらの銀河がどのように生まれてきたかについて天体物理学は、完全に理解をしたとは言えないものの、おおまかなシナリオを描くことができるようになった。

すなわち約 140 億年前におきたビッグバンの後、宇宙はインフレーションと呼ばれる真空エネルギーの解放によるたいへん急激な膨張をし、非常に一様になった。その中に残存していたわずか 10 万分の 1 程度の濃い薄いが種となり、重力によって物質が集積し、やがて初代の天体 (どのような天体であったかは謎であるが) を形成し、すばる望遠鏡で見つかった我々が知る最も遠い/あるいは昔の銀河の姿が約 130 億年前には見られるようになった。生まれたばかりの銀河では活発に星生成が行われ、物質が輪廻し、高密度天体も作られ、時には銀河同士が合体する。ゆらぎを種として、銀河の分布には密度の高いところと低いところが形成されていく。いわゆる宇宙の大規模構造の形成である。銀河の密度の高いところには、実は銀河よりもずっと大量の高温ガスも一緒に集まり、銀河団を形成する。大規模構造を地形に例えると、銀河団は山の頂であり、頂と頂を尾根が結び山脈をなす。山脈の間には、ボイドと呼ばれる銀河がほとんど存在しない、盆地とみなすことができる場所も形成される。そして我々の住む天の川銀河は、おとめ座銀河団の辺境にある、局所銀河群、少し低めの山の裾野に位置しているのである。

さらに我々の太陽系は、天の川銀河の円盤部分、銀河系中心から 3 万光年弱のところに位置しており、地球はその第三惑星である。地球はどのくらい特別な存在なのであろうか。銀河円盤で今も多数の星が生まれつつあることからすると、太陽の誕生はまったく不思議な現象ではない。さらに、現在惑星が見つかっている恒星は約 140 個ある。観測の限界もあり、地球型惑星はまだ見つかっていないものの、惑星の存在は比較的当たり前の現象であることは確認され、またかなり具体的に惑星形成論が進んでくるまでに至っている。

精密な観測技術と天体物理理論の進歩は、ビッグバンの後現在の宇宙の姿にいたるシナリオを想像による神話ではなく、科学的測定や理論によってほぼ構築できるようになった。ここには書ききれないほどの天体物理学の発見や進歩があったのである。

一方で、進歩すればするほど、多くの謎も生み出すこととなった。ダークエネルギーやダークマターのような物理学の基本的問題もあれば、宇宙のなりたちを総合的に理解する上で謎として残っている天体現象もある。これら現代の天文天体物理学の重要な研究課題については、この報告書のサイエンスの検討のところに詳細に述べられている。21 世紀初頭にあってそれらの課題をどのようにして解明していけばよいか、またどのように人類の世界観と法則の理解をさらに発展させていけばよいかについて、長期展望を試みたのがこの光赤外将来計画検討会の活動である。とりわけ、光赤外線分野ではどのような望遠鏡や装置が必要となるか、それが本報告書の主題である。

2.2 日本の光赤外天文学の来し方：地上編

2.2.1 岡山天体物理観測所

岡山天体物理観測所の建設と東京天文台時代 －東京大学百年史 (部局史 3，1982 年発行) より (一部抜粋)

天体物理学の観測研究を推進するために、大反射望遠鏡を国内に設置する計画は、当時の台長萩原雄祐を中心に進められてきたが、昭和 28 年 (1953 年)5 月、日本学術会議の総会決議を経て政府への要望が提出され、翌 29 年 6 月英国から 188 センチメートル反射望遠鏡を購入するための予算措置が国会で可決された。大望遠鏡がその性能を十分に発揮するためには、透明でゆらぎの少い大気状態の場所に設置することが必要である。全国の気象資料の解析から、岡山県・静岡県・長野県内の三候補地が選定され、昭和 29 年末から約 1 カ年、毎月新月をはさむ 10 日間、この 3 地点に置かれた口径 10 センチメートルの同型望遠鏡による北極星の星像撮影が行われた。この試験観測の資料をもとに、他の諸条件をも考慮した結果、昭和 31 年 6 月、建設地は岡山県と決定し、試験観測地であった遙照山西方の竹林寺山 (標高 372 メートル) が最適地であるという結論が、文部省より正式に発表された。望遠鏡の製作については、昭和 29 年より、藤田良雄を委員長とする「74 吋委員会」が台内に組織され、ドームその他の建設工事に関しては、東京大学内に台長を委員長とする「74 吋建設委員会」が作られた。昭和 32 年 (1957 年)3 月には、「74 吋反射望遠鏡設置に関する覚書」が、岡山県知事と文部次官との間に交換され、敷地の無償貸与、土地造成、井戸の掘削、道路の拡幅・新設、電力線・電話線の架設などについて、県および地元の鴨方・矢掛・金光 3 町の協力活動が開始された。188 センチメートル (74 吋) 望遠鏡は、カセグレン分光器 2 基、クーデ分光器 1 基とともに、英国グラブ・パーソンズ社よりの購入が決定し、昭和 30 年 2 月に 5 カ年の期限で契約を行った。91 センチメートル反射望遠鏡 (36 吋光電反射赤道儀) は、昭和 32 年度から 3 年計画として日本光学工業株式会社で製作されることになり、製作に必要な諸種の研究・実験を行うために、「大口径望遠鏡の製作に関する委員会」が学内外の経験者数十名によって組織された (委員長は初め萩原雄祐、後に広瀬秀雄)。昭和 33 年 (1958 年)12 月 17 日、現地でドームの起工式が行われ、この天文台を「東京天文台岡山天体物理観測所」と呼ぶことが、宮地政司台長から発表された。昭和 34 年度末には、まず両望遠鏡を容れるドームが完成した。188 センチメートル望遠鏡は、昭和 35 年 4 月、英国から神戸港に到着し、玉島港経由で竹林寺山に運搬された。グラブ社よりは技術者 3 名が派遣され、同年 5 月から組立てを開始、11 月に完成して引渡しを受けた後、望遠鏡および分光器の性能を調べるための実地試験が行われた。一方 91 センチメートル望遠鏡は、35 年 4 月に組立てが完了し、光電測光装置および電子冷凍受光器が 11 月に完備されて、試験観測に入っている。昭和 35 年 (1960 年)10 月 19 日、観測所開所式が 188 センチメートル望遠鏡ドームの傍で挙行され、茅東大総長、三木岡山県知事も列席した。

昭和 37 年 (1962 年) より本観測が開始された。 新設の望遠鏡として、昭和 40 年 (1965 年) 度からの 3 年計画で、65 センチメートルクーデ型太陽望遠鏡が日本光学工業によって製作され、昭和 43 年 3 月に完成、試験観測を経て、昭和 45 年 (1970 年) 度から本観測に入った。観測所設立の翌年頃から、東南方約 20 キロメートルの水島臨海工業地区で操業が始まり、近隣市町村の発展と相俟って、人工灯火の散乱光、大気汚染による観測環境の悪化が憂慮されるようになった。そこで東京天文台では岡山県知事を通じて、水島地区工場関係者と連絡をとり、観測所の環境維持について協力を懇請してきた。

図 2.1: 岡山天体物理観測所全景 (カラー 3 ページ)

188 センチメートル望遠鏡は、建設当時世界第 7 位の口径を誇ったのであるが、近年諸外国で建造される大型望遠鏡の数はめざましく増加し、いまや 188 センチメートルの順位は三十位近くまで下落[1]した。

[1] 1982 年の時点で

2.2.2　木曽観測所

木曽観測所は 1974 年 (昭和 49 年)4 月 11 日に東京大学東京天文台の 5 番目の観測所として開設されました。1988 年 (昭和 63 年) 7 月 1 日に東京天文台が国立天文台に改組されたのに伴い、木曽観測所は東京大学理学部附属天文学教育研究センターの観測所となりました。観測所の設立目的は以下の通りです。『木曽観測所は 105cm シュミット望遠鏡による銀河系内外の諸天体の観測的研究、並びに夜天光の観測を行なう。木曽観測所は、全国の天文学研究者の観測研究にも供する。』105cm シュミット望遠鏡を主要設備とする木曽観測所は、設立以来全国の関連研究者に門戸を開放して実質的な共同利用に供する形で運営されてきました。1988 年の改組により共同利用研究者のための旅費の予算措置がとられ、名実共に共同利用が認められました。

図 2.2: 木曽観測所全景 (カラー 3 ページ)

木曽観測所では開所以来長い間写真乾板が観測の主流でした。しかし、より深い広視野撮像観測に対する研究者の要求は強く、最新の固体撮像素子技術を導入して、微光天体を高感度かつ精密に測定する必要が生じました。このため、1987 年に 1KCCD カメラの開発が開始され、1993 年度から共同利用に供されるようになりました。さらに、1993 年度からは 2KCCD カメラの開発計画がスタートし、1997 年度から試験公開、1998 年度からは一般公開が開始されました。現在は、この 2KCCD と 1997 年度から公開されている近赤外線カメラ KONIC の 2 つがシュミット望遠鏡の主観測装置です。

木曽観測所では所内、所外を問わず年度毎に研究課題を募集します。課題は年間随時受け付けています。採択された課題に対し、観測所は 3ヵ月毎に所外の研究者の来所希望日程を募り、所員の日程と調整して「共同研究予定表」を作成し、それに従って研究を進めています。

2.2.3　上松天体赤外線観測室

図 2.3: 上松天体赤外線観測室 (カラー 4 ページ)

上松以前のわが国の赤外線観測は、手作り装置を岡山天体物理観測所に運搬して、銀河中心や晩期星の偏光観測実験を年間に数回行う程度であった。

上松天体赤外線観測室 (図 2.3) は、1971、72 年に、文部省科学研究費・一般研究 A:物理学一般 (総額 1900 万円) で建設された。ドーム建物は、別途、科研費に伴う営繕工事による。京都大学理学部物理第ニ教室・宇宙線研究室が、名古屋大学理学部 (U 研) の協力を得て、建設・運営した。1973 年 7 月 7 日の開室から、1984 年までの 10 年間、最も活発な観測が行われたが、その後は次第に使われなくなり、2003 年 11 月に撤去した。初めの 15 年間に、レフェリー付雑誌に 34 編の論文を出版し、11 名の博士を生んだ。少ない予算の中で、関係者の努力で上松を軸に地上赤外線観測天文学が立ち上がったということは特筆に値する。

上松赤外線望遠鏡の主鏡は口径 1.0m で、当初はジュラルミン塊を、曲率半径と同じ長さの鉄の角棒の先に、バイトの刃を取り付けて切削した “球面鏡” であった。1978、79 年度に科学研究費一般研究 B を獲得して、鏡面の更新を行った。また、半波長板を回す方法を採用した偏光計を製作して、偏光の精度が 0.05%となり、偏

光観測では世界に知られることになった。とりわけ星形成領域の散乱偏光や暗黒星雲の磁場偏光は当時の注目を浴びた。

検出器は当初は、硫化鉛 (PbS) と Ge:Ga ボロメーターであった。1970 年代後半から、インジウム・アンチモナイド (InSb) 単素子が主となったが、上松に導入したのは 1980 年であった。InSb 単素子クライオスタットを自作して、CVF 狭帯域測光、偏光器、ファブリペロー分光器を製作して組み合わせて観測に使った。1980 年代後半以降は上松で育った赤外線研究者が、マウナケア (UH88、UKIRT 日英協力) やワイオミングへの海外へ進出した。

2.2.4 ハワイ観測所

ハワイ観測所は、国立天文台 (National Astronomical Observatory of Japan, NAOJ) の観測所として、1997 年 4 月 1 日にハワイ島ヒロに研究実験棟の完成とともに発足しました。

ハワイ観測所では、日本からの赴任職員約 30 名、現地採用職員約 80 名の他に、出張職員、研究員、大学院生等を含め、常時 100 名以上が研究・開発・事務に従事しています。研究実験棟には、職員の研究室や事務室に加えて、すばる望遠鏡の大量データを高速処理するスーパーコンピュータ、最新の観測装置の開発と調整を行う実験室、観測装置の試験を行う光学シミュレータ等があります。

マウナケアは世界的にも貴重な自然と歴史をもつ山であり、自然保護区域として慎重な計画のもとでの開発が進められています。マウナケア山頂には、米国、英国、フランス、カナダ、オランダ等により現在までに 13 台の望遠鏡が設営され、過去 30 年にわたって、最先端の天文観測の基地として活動してきました。すばる望遠鏡の他に 8–10 m クラスの光学赤外線望遠鏡としてはケック望遠鏡 (2 台) とジェミニ望遠鏡があります。すばる望遠鏡の建設にあたってはハワイ大学と国立天文台との間で「運用および土地利用協定」が結ばれ、建設だけでなく共同利用運営についても密接な協力のもとで進められます。

2.2.5 すばる望遠鏡の現状/将来と成果

すばる望遠鏡は、ハワイ島マウナケア山頂に建設された、有効口径 8.2 メートルの大型光学赤外線望遠鏡である。マウナケア山頂は、地上の光学赤外線観測の観測地として求められる、以下の 5 つの条件

1. 晴天率が高い
2. 夜空が暗い
3. 空気が清浄で乾燥している

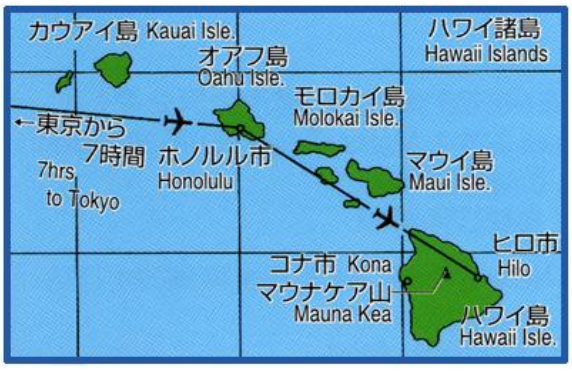


図 2.4: ハワイ島ヒロ

図 2.5: 山麓施設 (ヒロベース) (カラー 45 ページ)

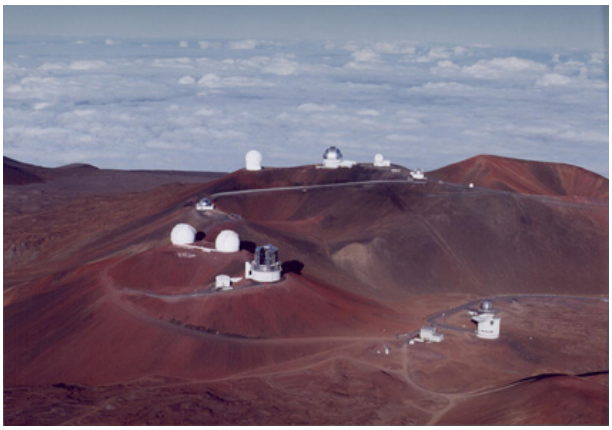


図 2.6: マウナケア山頂 (カラー 4 ページ)

図 2.7: すばる望遠鏡のドームと観測制御棟 (カラー 4 ページ)

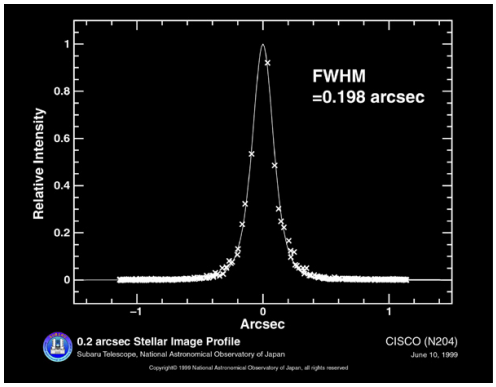


図 2.8:　赤外線カメラ (CISCO) で測定した波長 2.04μm での星像断面図。星像直径が 0.2 秒角を切っていることから、非常に良い解像度であることを示している。

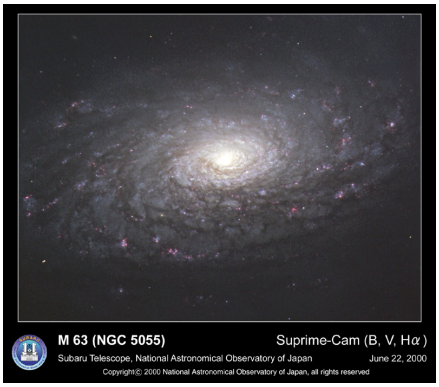


図 2.9: 主焦点カメラにより撮影した渦巻銀河 M63。視野の端でも画質の劣化が全く無いことが証明された。 (カラー 4 ページ)

4. 上層大気の擾乱の影響が少ない

5. 気温の変化が少ない

、を満たす地球上数少ない適地の一つである。すばる望遠鏡は、平成 3 年度より建設を開始し、平成 10 年 12 月 24 日に望遠鏡に初めて天体の光が通る「ファーストライト」を迎えた。平成 12 年 9 月 17 日に「完成記念式典」をおこない、同年 12 月からは、大学共同利用機関の責務である「共同利用」観測研究を開始し、内外の研究者による独創的な観測が進められている。

すばる望遠鏡の特徴を一言でまとめるとすれば、「単一主鏡として世界最大の 8.2 メートル望遠鏡で、結像性能が極めて良い望遠鏡」である。現在定常運用されている望遠鏡の中では、アメリカ合衆国の有効口径 10 メートルのケック望遠鏡 2 台に次ぐ大きさである。建設上の最大の難関であった厚さ 20 センチメートル、直径 8.3 メートルの主鏡は平成 10 年 8 月に完成した。最終研摩面は、平均誤差 (r.m.s.) が鏡面能動支持補正後で 12 ナノメートルという、世界の大望遠鏡で未だかつてない超精密な鏡面を実現した。重さ 23 トンにも達する主鏡を表面精度 50 ナノメートル以下の誤差でどんな姿勢に対しても維持するため、すばる望遠鏡では「能動光学方式」による制御を導入し、261 本の「アクチュエータ」というロボットの指が 0.1 秒毎にコンピュータ制御されることで目標を達成している。重さ 550 トンに達する望遠鏡の高性能制御のために、摩擦を極限に抑えるた

め静圧軸受を採用し、なめらかに駆動するために、超強力永久磁石と電磁石コイル部によるリニアモータを使用している。観測天体である星や太陽系内の惑星や彗星などの動きに合わせて、望遠鏡の機械部分で 1μm の単位で精度良く、しかも再現性良く制御する性能を実現している。

また星像をより良くするために、ドーム内部は夜間気温以下に冷却してドーム自身や地表から巻き起こる乱流を避け、水流実験などの結果を設計に取り込んだ円筒形のドームに自然風を流す工夫をこらした。こうした技術と努力の結果、ファーストライトから半年後には近赤外線の波長域で星像直径が 0.2 秒角を切る (図 2.8) という、地上望遠鏡では最高の解像度を実現し、当初掲げた総合性能を達成した。

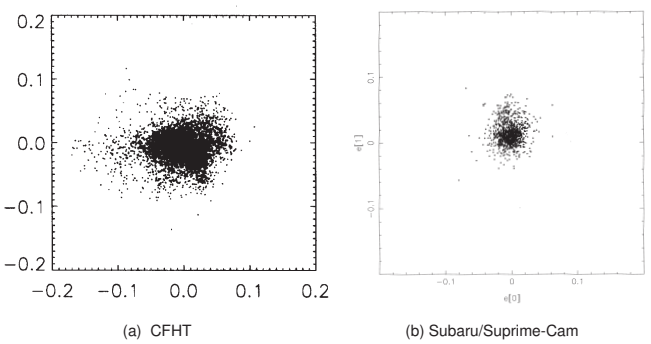


図 2.10: 取得された星像の新円度を示す楕円率の図。すばる望遠鏡の主焦点カメラ (Suprime-Cam) の方が、CFHT の主焦点カメラで得られる星像に比べて、真円度が優れていることが分かる。

主焦点の結像性能についても、星像直径が 0.3 秒角台までに達していることが確認されている (図 2.9)。また、3.6 メートルの CFHT 望遠鏡の主焦点カメラと比べて、得られた星像の真円度が優れていることも確認されている (図 2.10)。平成 12 年 12 月には、アダプティブ・オプティックス (= AO、補償光学) 装置が始動し、近赤外線域における理論的な限界解像度に迫る 0.073 秒角を実現した。

観測装置としては、平成 10 年から 12 年にかけて、8 台の特色ある共同利用観測装置 (図 2.11) を完成し、定常運用されている。また、波長帯域がガンマ線から中間赤外線までの、特徴ある持ち込み型の観測装置についても受け入れをおこなっており、科学的に大いに意味のある観測を遂行している。こうした高性能の観測装置の開発や、主鏡能動支持機構の開発、観測装置交換機構の開発、ネットワーク制御など技術的にも世界をリードするオリジナルなシステムを実用化させたことは、2 年ごとに開催される SPIE 国際会議等でも毎回高く評価されている。

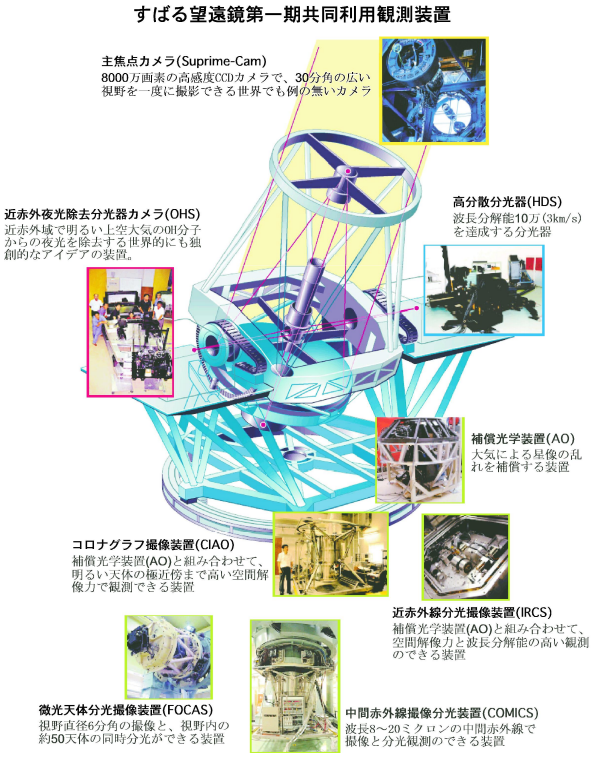


図 2.11: すばる望遠鏡の第一期共同利用観測装置。主焦点と 2 つのナスミス焦点に 1 つずつ、カセグレン焦点に 5 つある。この他にも持ち込み装置が主焦点、ナスミス、カセグレン焦点に 1 つずつ存在している。(カラー 5 ページ)

共同利用は、1 年に 2 回、観測課題の公募を行い、すばる望遠鏡専門委員会の諮問をうけた「プログラム小委員会」によって審査され、実際に観測を行う課題が決定される。国内外の研究者からの先端的な観測研究提案が毎回約 200 件ほど寄せられる。この申請件数は採択件数の約 5 倍程度にものぼり、内外の専門家による厳正な審査の結果、全体の 2 割程度の課題のみを採択しており、非常な高倍率となっている。非常な高倍率の中で、より戦略的、かつ集中的に研究成果をあげるため、通常の共同利用観測プログラムに加え、S02A 期 (2002 年 4 月〜2002 年 9 月) からは観測所主導の戦略的プログラムや特色ある大型プログラムも採択し、観測を遂行している。過去 7 期に渡る、2003 年度後期までの利用者数のまと

めを表 2.1 に示す。この表内の人数は、実際に課題が採択され、渡航して観測に当たった研究者の人数である。

2003 年度の共同利用の実績によると、天候不順により観測できなかった割合は、年平均で 17%、望遠鏡や観測装置の不調により観測に支障が生じた割合は 7%で、夜間の 76%の時間は実際の観測が履行されていることとなる。天候以外の要因で観測ができなかった割合は 8%にすぎず、複雑精緻な望遠鏡と多様な観測装置を駆使し、多くの観測モードを切り換える共同利用観測を実施していることを考えると、この実績は近隣の天文台からは驚異の目で見られている。初期に内外の共同利用観測者から寄せられた改善要望にもかなり対処が進み、概ね順調に共同利用課題の観測が実施されている。来訪観測者延べ数は S03B 期までで 753 名に達した。

研究面でも、内外の研究者による観測的研究が遂行され、共同利用観測装置を用いた世界最先端の研究成果が続々と上がり始めている。ファーストライト以後平成 16 年 6 月末の時点までにすばる望遠鏡による 182 編の学術研究論文が内外の英文査読専門学術誌に出版済みである。日本天文学会欧文報告誌上でも、すばる特集を 2 回組んでいる。学術研究成果については、各種国際研究集会で観測所を代表した報告を行ったり、研究者が個々に発表する機会も多く、国際学会発表論文は 335 編に及んでいる。また、ホームページを利用した公表についても力を入れている。すばる望遠鏡の利用者と観測所との接点として、毎年すばる利用者ワークショップを開催し、研究成果の相互報告や、望遠鏡運用方針、将来計画などに関する検討を行っているほか、台外委員を含むすばる望遠鏡専門委員会で、重要事項を決定しているほか、望遠鏡時間の配分は、プログラム小委員会が厳正に審査して行い、研究成果についても追跡調査をしている。数ある研究成果の中でも、ギネスブックを更新する最遠銀河の発見、ガンマ線バーストと極超新星の同定、重力レンズ効果による暗黒物質分布の研究、銀河計数による宇宙論、極赤銀河の発見、遠方の超新星探索による宇宙モデルの検証、遠方銀河団銀河の進化の研究、低質量星の光度関数の評価、金属欠乏星の元素組成の解析、原始惑星系円盤の観測などの研究は、国際的にも注目され、高く評価されている (付録 A.1 参照)。

すばる望遠鏡は、日本として初めて外国に設置した世界第一級の最先端研究施設であり、一般の人にも関心の高い宇宙についての研究成果が続出しており、新聞やテレビなどで非常に良く取り上げられてきた。最近の例では、平成 15 年の 8 月 24 日に、NHK の開発した超高感度ハイビジョンカメラをすばる望遠鏡に搭載して、地球最接近時の火星を撮影し、生中継の番組を通じて日本国内のお茶の間にすばるの画像を配信する試みをおこなった (図 2.12 と図 2.13)。

学術研究成果の論文発表に加えて、学会誌・科学雑誌・書籍などでその学術的意義を解説し、国立天文台広報普及室を通じて記者発表や天文台のホームページでインターネット公開を行ってきた。さらに様々な機会をとらえて小・中学校、自治体の科学館、公共セミナーなどでの講演会や展示会も積極的に行っている。ハワイ観測所でも地元の人への啓蒙活動など、日本とハワイの友好を促進するためさまざまな努力を払っている。最先端技術を開発駆使して建設したすばる望遠鏡に関連して相当数の特許も生まれ、すばるで開発された技術を活かした製品が社会に役立っている面も見逃せない。これらの努力については各種の受賞に見られるように社会的評価も高い。天文学の広報普及を通じた社会的貢献は自然科学分野の中でも極めて大きいといえよう。

	S00	S01A	S01B	S02A	S02B	S03A	S03B	小計
国立大学	26	30	39	44	49	57	86	331
公立大学	0	0	0	1	1	1	0	3
私立大学	1	2	8	4	4	3	7	29
国立研究機関	18	19	20	41	44	47	44	233
その他国内	3	3	1	2	2	2	6	19
海外	11	13	19	24	22	24	25	138
合計	59	67	87	116	122	134	168	753

表 2.1: 2003 年度後期までの機関別利用者数

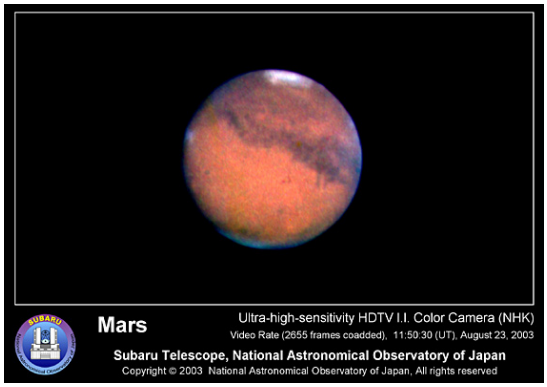


図 2.12: 地球最接近時の平成 15 年 8 月 23 日に、NHK 超高感度ハイビジョンカメラで撮影した火星。

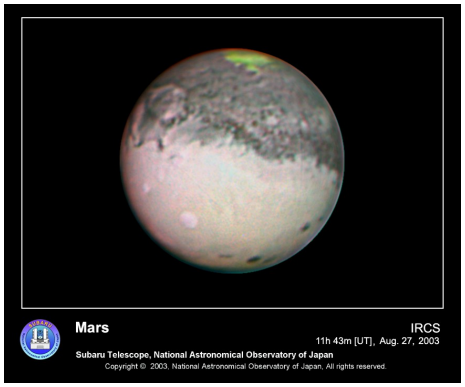


図 2.13: 地球最接近時の平成 15 年 8 月 27 日に、赤外カメラ IRCS で撮影した火星。(カラー 4 ページ)

さらに現在、3 台の第二期共同利用観測装置の開発が進められている。

近赤外多天体分光撮像装置 (MOIRCS) はカセグレン焦点に搭載され、視野 4 × 7 分角という広領域について波長 2.5μm までの多天体分光を可能にする装置である。平成 16 年度秋にファーストライトを迎え、現在共同利用公開に向けて最終調整を行っている。

多天体ファイバー分光装置 (FMOS) は、主焦点に搭載され、視野 30 分角内の 400 個の天体について、波長 1~1.8μm 帯の分光を可能にしている。平成 17 年度夏にファーストライトの予定で開発が進められている。

レーザーガイド補償光学系 の開発。次世代の天文観測技術の鍵となる補償光学をさらに発展させるため、2002 年度から科学研究費補助金特別推進研究の交付を得て、新補償光学装置の製作とレーザーガイド星生成システム (LGSAO) の開発に進めている。このシステムは現システムに比べて短い波長帯域まで解像力を改善することが可能になる。またこれまでは観測不可能だった、波面の乱れを検出する参照星の無い天域まで観測可能になり、補償光学を用いた観測の適用天域は数%から 80%以上に広がると見込まれている。

また、更なる長期的な展望の下で、第三期観測装置の検討や望遠鏡の機能拡張/性能向上について具体的な検討が始まっている。

2.2.6 国立天文台の組織改編

2004 年 4 月に全ての国立大学、国立大学共同利用機関が法人化されたが、国立天文台 (NAO) は、核融合研究所、分子研究所、基礎生物研究所、生理研究所と合同して自然科学研究機構 (NINS) を発足した。この法人化により、自然科学研究機構は国立天文台に比べ、予算・人員でおよそ 3 倍の大きな研究機構となった。

大学共同利用機関法人の一研究所となったが、国立天文台はその研究所名を継続し、その運営については引き続き政府からの毎年度運営費交付金の支給を受け、支援を受けることとなった。また国立天文台は内部組織をプロジェクトを軸とした組織に再編し、運営方針の転換を諮りつつある。

2.2.7 大学の活動と中小口径の望遠鏡

東京大学木曽観測所の他にも、大学を中心に建設し、研究目的で運用している光学赤外線望遠鏡がいくつかある。米国ハワイ州マウイ島ハレアカラ山の山頂では、東京大学の 2.0m 望遠鏡 (通称マグナム望遠鏡) が 2001 年より観測を開始している。国立天文台等との共同研究で、可視・赤外の 2 バンド同時観測装置を用いて変光する活動銀河核の多色測光から宇宙膨張の測定を行うというユニークな研究や、超新星の多色測光観測などが行

われている。また名古屋大学が中心となり、南アフリカに口径 1.4m の望遠鏡 IRSF(InfraRed Survey Facility) が 2000 年に完成し、3 色近赤外カメラ SIRIUS などにより、国立天文台や他大学との共同研究により星生成領域やマゼラン星雲の恒星の測光などで成果をあげている。国立天文台三鷹キャンパスにある口径 1.5m 赤外線シミュレーターは 1994 年より、すばる望遠鏡の第一期装置の一部の試験観測や、大学の観測装置の試験観測に活躍してきたが、2004 年度より広島大学に移管され、2005 年度より東広島市に移設後ガンマ線バーストの光学追跡観測などで活躍することが期待されている。その他、JAXA 宇宙科学研究本部には 1988 年に完成した 1.3m 望遠鏡があり、鹿児島大学にも口径 1.0m の望遠鏡が 2001 年に完成し、運用されている。さらに、2004 年には、名古屋大学太陽地球環境研究所が、マイクロレンズ効果を利用して新天体を探査するために、ニュージーランドに 1.8m 望遠鏡 MOA を設置した。

これら大学や研究所の中小口径の望遠鏡は、絞られた研究テーマに観測時間を集中投入することなどで大きな成果をあげつつある。

なお口径 2m 以下の中小口径望遠鏡は、上記以外にも各大学と公共天文台をあわせて日本国内に 40 台以上あり (理科年表「日本のおもな光学赤外線望遠鏡」参照)、研究活動、教育活動、一般公開などで活躍している。さらに、大学と公共天文台が深く連携して学生教育を行なうことも始まってきた。

2.3 日本の光赤外天文学の来し方：上空編

天文学研究の多くの分野において、赤外線全波長域における天体観測はいまや欠かすことのできない重要な研究手段である。しかしながら、技術的には地上からの観測が困難 (波長によっては不可能) であるという大きな問題をもっている。地上からの赤外線観測には制約が多く、赤外線全域にわたる高感度の観測のためには地球大気の影響のない宇宙からの観測が必須となる (詳しくは 8 章を参照)。

この節では、地球大気の影響を逃れるために飛翔体 (気球、観測ロケット、人工衛星) を用いて赤外線天体観測を行なって来た歩みを日本の活動を中心に紹介する。

2.3.1 空へ

気球観測

科学観測用の大気球は、高度 30km 以上の高々度にまで観測機器を持ち上げることも可能である。この高度にまであがると、赤外線領域での大気の透過率は大きく改善される。さらに気球には、1t クラスの観測機器も搭載できることや、一晩という観測時間 (典型値、特別な環境では一ヵ月近く) を確保できることなどのメリットも大きい。したがって、大気球は多くの赤外線観測にとって魅力的なプラットホームとなる。

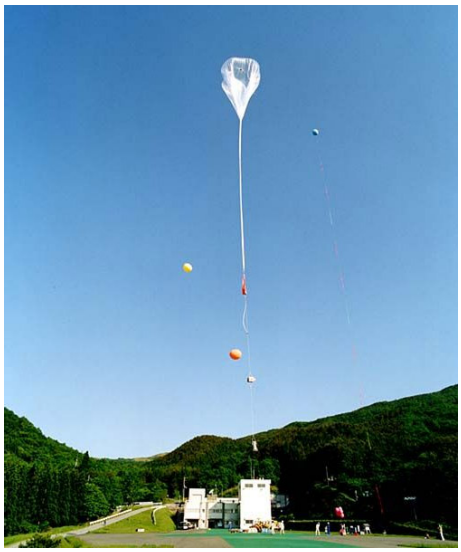


図 2.14: 科学観測用大気球の打ち上げ (宇宙航空研究開発機構提供) (カラー 51 ページ)

1. 近赤外線観測：銀河構造 上空からの赤外線観測への日本の挑戦は、まず気球搭載赤外線望遠鏡を用いた近赤外線観測による銀河構造の研究から始まった。

我々の銀河系の構造を可視光線で調べようとしても、星間減光があまりに強いために不可能である。一方近赤外線までくれば、星間減光は可視光線のおよそ 1/10 になり、銀河系の構造を調べることが可能になってくる。しかしながら、近赤外線の多くの波長領域では地球大気の OH 夜光が強く、広いスケールでの観測を行うことは大変に困難である。

そこで波長 2.4μm という OH 夜光の少なく、かつ星間減光も十分に小さい波長域が銀河構造の研究に選ばれた。しかしながら、この波長域では地上からの観測が困難である。そこで、気球搭載望遠鏡を用いた観測が京都大学のグループと、名古屋大学のグループとによって 1970 年代から 80 年代初頭にかけて活発に行われた。この 2 つのグループは競い合うようにして観測を行い、最終的には図 2.15 に示すように、銀河系が渦巻銀河であることを見事に描き出した。

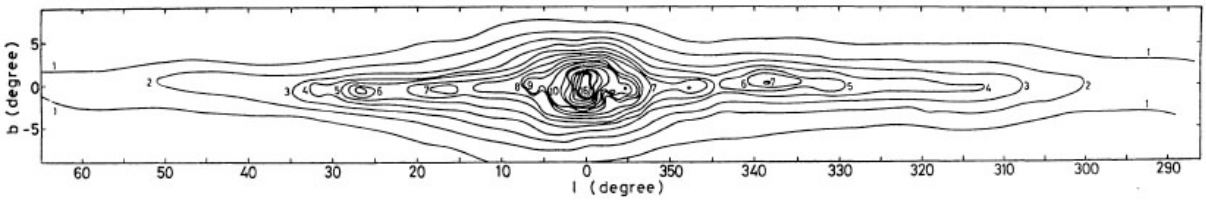


図 2.15: 波長 2.4μm で観測された我々の銀河 (Hayakawa et al. 1981)

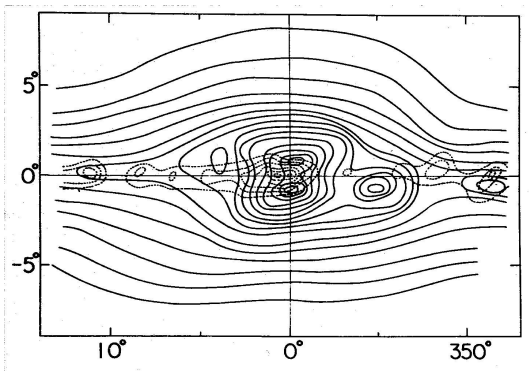


図 2.16: 我々の銀河系からの遠赤外線連続波 (細い線) と近赤外線連続波 (太い線) の分布。分布が反相関関になっている部分がわかる。(Okuda 1981)

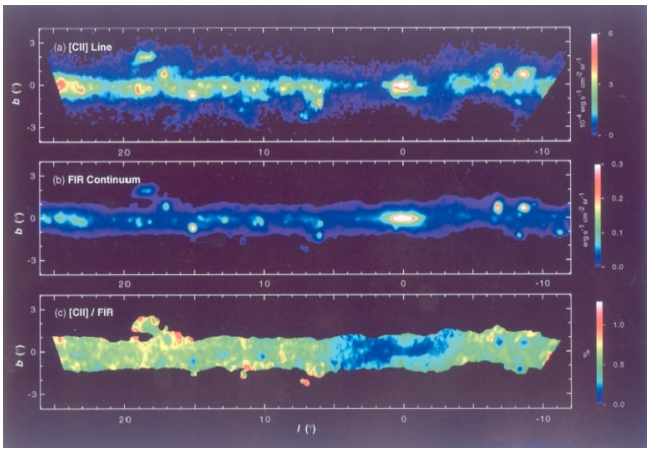


図 2.17: 遠赤外 [CII] スペクトル線で見た銀河系の構造 (上図) と、遠赤外線連続波の分布 (中図) との比較 (下図)(Nakagawa et al. 1998) (カラー 6 ページ)

2. 遠赤外線観測 (1): 銀河系の塵の分布　一方銀河系自身は、その放射エネルギーの半分以上を塵の熱放射として、波長 100μm 前後の遠赤外線領域において放射している。したがって、この波長領域での観測は銀河系の放射エネルギー分布、特に星が塵に包まれて生まれているような若い星生成領域の観測には欠かすことができない。

しかし、この波長の観測には技術的に 2 つの問題がある。一つは、やはり地球大気のために地上からの観測を行うことができないということである。もう一つは、検出器を極低温にまで冷却する必要があることである。

これらの困難を克服すべく京都大学のグループは、超流動液体ヘリウムで冷却した検出器を持つ気球搭載望遠鏡を 70 年代後半から 80 年代前半にかけて精力的に打ち上げ、銀河系の中の塵の分布を明らかにした。これを上記の近赤外線の分布と比べると、きれいに反相関が現れる。この成果は、1980 年に開催された 国際天文学連合シンポジウム 96 “Infrared Astronomy” の集録の表紙を飾ることになる (図 2.16)。

3. 遠赤外線観測 (2): 光解離領域　星生成領域での星間ガスのエネルギー収支の理解のためには、星間ガスの最大の冷却源である遠赤外線での炭素原子スペクトル線 ([CII] : $^2P_{3/2} \rightarrow ^2 P_{1/2}, 158\mu$m) の観測を欠かすことができない。この [CII] スペクトル線を広い領域にわたって観測するために、宇宙科学研究所のグループは超流動液体ヘリウムで冷却したファブリ・ペロー分光器を気球搭載望遠鏡と組み合わせ、1980 年代後半から現在にいたるまで、数多くの観測を行なっている。その結果、銀河面全体にわたる [CII] スペクトル線の分布が初めて明らかになる (図 2.17) など、大きな成果があがっている。

図 2.18: 観測ロケットの打ち上げ (宇宙航空研究開発機構提供) (カラー 6 ページ)

観測ロケット

大気球が到達できる高度は数十 km よりも低いところに限られる。一方小型の観測ロケット (図 2.18) を用いると、高度 300 km 程度と人工衛星環境と同等の極めて優れた観測環境にまで到達することができる。ただし、観測時間が 10 分程度と短い時間に限られる。

この優れた観測環境を活かして、短い観測時間でも可能なユニークな観測が行なわれて来た。

1. 背景放射観測 観測ロケットを用いて最も精力的に行なわれたのは、宇宙初期の天体を捉えるための「背景放射」観測である。これは、名古屋大学を中心としたグループが近赤外線とサブミリ波の両長域において精力的に取り組んだ。サブミリ波の観測ではアメリカのカリフォルニア大学との協力も行なわれた。これらの観測の結果は必ずしも背景放射の有意な検出とはならなかったが、世界的にもユニークな観測であり、大きな注目を集めた。また、後の IRTS による背景放射観測の先駆けとなった。

2. 銀河ハローの正体を求めて ダークマターの正体は、現代天文学が明らかにすべき大きな課題の一つである。特に、ダークマターの存在が知られている「銀河のハロー」が低質量の星で構成されているどうかをしらべるため、宇宙科学研究所、名古屋大学、アメリカとの協力で観測ロケット実験を行った。その結果、図 2.19 に示すように、質量/光度比に大変に厳しい制限をつけることができた。

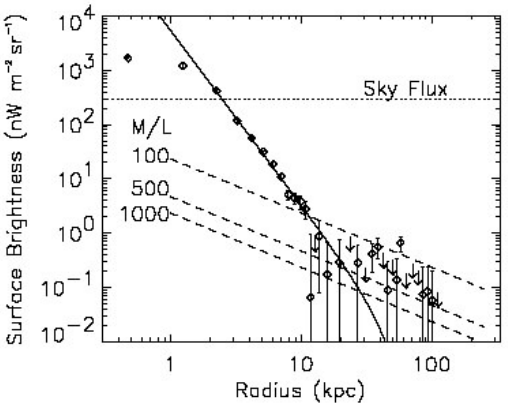


図 2.19: 銀河ハローは低質量の星 (MACHO) か？ (Yost et al. 2000)

3. 冷却技術 ロケット観測は、技術開発にも活用された。

例えば、名古屋大学、筑波大学、宇宙科学研究所の協力で行なわれた S-520-3 号機の実験では、無重量下での超流動液体ヘリウムの取り扱い方法についての実証実験が行われ、衛星観測への道が開かれた。さらに、他のロケット観測において開発された冷却技術も衛星による赤外線観測を行なう上で鍵となるものであった。

2.3.2 宇宙へ

日本初の赤外線天文ミッション IRTS

日本における最初の「宇宙からの赤外線天体観測ミッション」は、1995 年に打ち上げられた宇宙赤外線望遠鏡 IRTS (Infrared Telescope in Space) である。ただし、IRTS は独立した衛星ではなく、 SFU (Space Flyer Unit) と呼ばれる多目的実験衛星に観測機器の一つとして搭載されていた (図 2.20)。

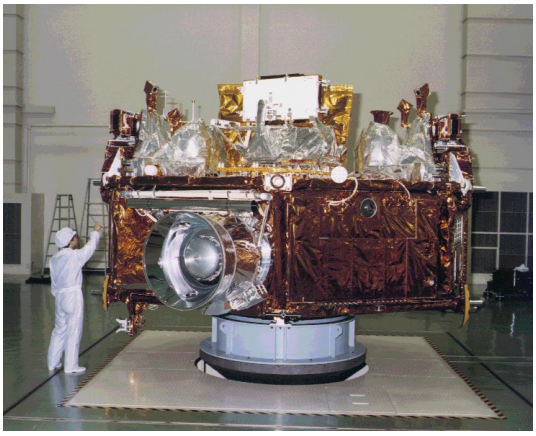


図 2.20: 宇宙赤外線望遠鏡 IRTS を搭載した多目的実験衛星 SFU (宇宙航空研究開発機構提供) (カラー 7 ページ)

打ち上げは 1995 年 3 月に、種子島宇宙センターから HII ロケット 3 号機によって行われた。IRTS を搭載した SFU は、様々な実験を宇宙で行った後 1996 年 1 月に、スペースシャトルによって回収された。この回収にあたっては、日本人宇宙飛行士である若田光一が活躍した。

IRTS には極低温に冷却された口径 15cm の望遠鏡が搭載されており、拡散光の観測に最適化されていた。焦点面には 4 つの観測機を搭載し、波長 1μm から 800μm という広い波長域をカバーしていた。IRTS は、搭載されていた液体ヘリウムが 90 リットルと少量であったために観測期間も一ヶ月弱と短いものであったが、その短い期間に PAH と呼ばれる有機物分子が我々の銀河系内に非常に広く分布することを明らかにし (図 2.21)、宇宙最初の星の光を近赤外背景放射として捉える (図 2.22) などユニークな様様な観測を行った。

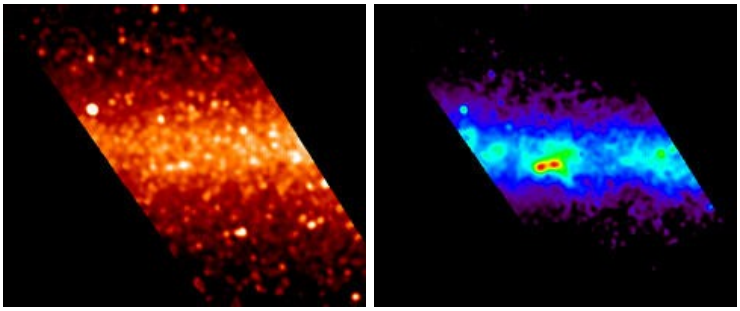


図 2.21: IRTS によって観測された 3μm 帯の連続波の分布 (左図、星をトレース) と 3.3μm feature の分布 (右図、PAH と呼ばれる有機物をトレース)(Tanaka et al. 1996) (13 ページ)

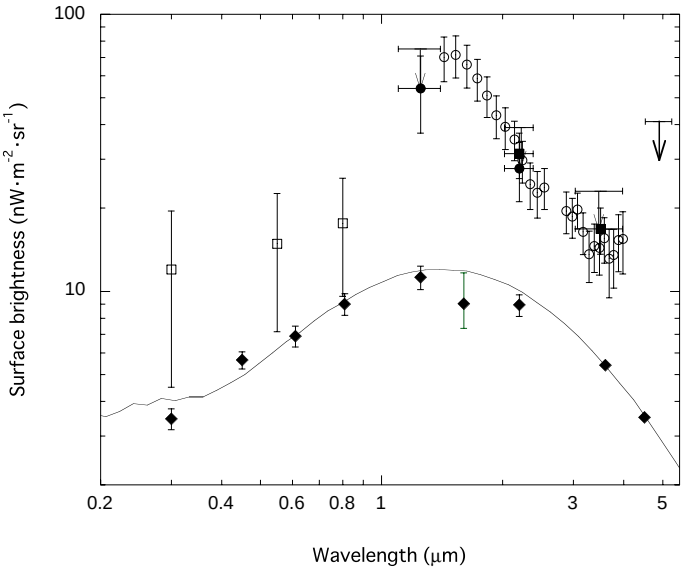


図 2.22: 白抜き○は、IRTS によって観測された等方背景放射成分。この結果は、COBE/DIRBE の結果 (塗りつぶした四角と丸) とも矛盾しない。ただし、銀河の重ね会わせの光 (ダイヤモンドと実線) よりも、IRTS 観測値は、はるかに明るい。従来知られていなかった種族の天体の存在を示唆する証拠である。(Matsumoto et al. 2005)

なお、IRTS の望遠鏡は絶対温度で 2K という極低温に冷却されていたが、検出器の一部は ^{3}He を用いた冷凍機により 0.3 K というより低温まで冷却されていた。この 0.3 K という温度は、2004 年末現在においても人類が宇宙で達成した最も低い温度の記録である。

究極のサーベイ衛星 ASTRO-F

現在日本では、宇宙航空研究開発機構・宇宙科学研究本部を中心として ASTRO-F 衛星 (図 2.23) を開発中である。ASTRO-F には、IRTS の望遠鏡 (口径 15 cm) から大幅にアップグレードされた口径 70 cm の冷却望遠鏡が搭載される。

ASTRO-F の目的の一つは、遠赤外線領域において全天にわたるサーベイ観測を行うことである。

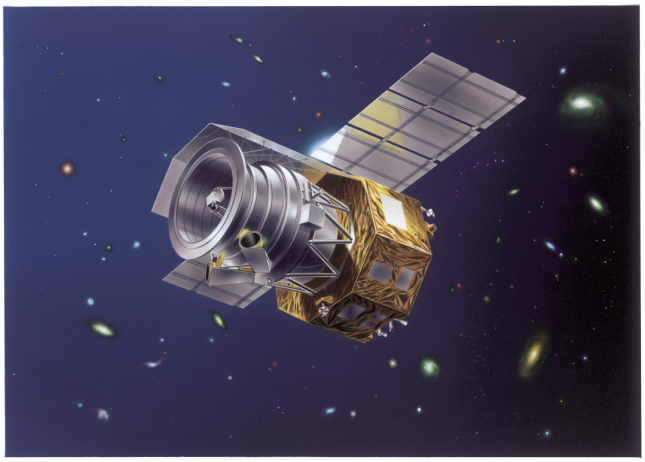


図 2.23: 軌道上の ASTRO-F(想像図) (カラー 7 ページ)

前述のように、遠赤外線全天サーベイ観測はすでに IRAS によって行われ、大きな成功を収めた。しかしながらその感度はあまり高くはなく、現代の天文学に課せられている重要課題の解明には残念ながら不十分である。そこで、IRAS 以後の 20 年 にわたる赤外線検出器の進歩を利用して IRAS よりも数十倍高感度な究極の赤外線サーベイ観測を行おうとしているのが ASTRO-F である。

ASTRO-F は冷却技術にも新しい方式を採用している。前述のように、赤外線観測衛星では液体ヘリウムが蒸発してなくなってしまうことにより、衛星の寿命が決まっている。そこで少しでもこの寿命を長くするために、スターリングサイクルと呼ばれる機械式の冷凍器を導入することとした。ただし、冷凍機によって観測機器そのものを冷却するのではない。冷凍機で観測機器を囲む層を冷却することによって、ヘリウムタンクへの熱侵入を軽減しようとする設計である。この冷凍機の導入により、液体ヘリウムの寿命を飛躍的に延ばすことができると期待される。ASTRO-F の液体ヘリウム量は 170 リットルと IRTS の 2 倍弱であるが、寿命は 550 日と IRTS の 10 倍以上に延ばすことができる見込みである。

ASTRO-F は、宇宙航空研究開発機構の M-V ロケットによる 2005 年度の打ち上げを目指して開発中である。ASTRO-F の観測は数百万個を超える赤外線天体を検出し、天文学の広い範囲にわたって大きな影響を与えるものと期待されている。

2.3.3 未来へ

新しいミッション

日本が進めてきた IRTS、ASTRO-F という「サーベイ型」の衛星の成果に基づき、サーベイによって発見された新天体を詳しく調べる将来計画が検討されている。それが SPICA (Space Infrared Telescope for Cosmology and Astrophysics) 計画である。

また、赤外線による位置天文学というユニークな分野を開拓する JASMINE、さらに、地球型の系外惑星を検出しようという JTPF など、非常に魅力的なミッションもその先に提案されている。

これらについては章をあらためて詳しく述べる。

新しい体制

2003 年 10 月、宇宙開発の体制は大きく変化した。(旧) 宇宙科学研究所は、(旧) 宇宙開発事業団、(旧) 航空宇宙技術研究所と統合し、「宇宙航空研究開発機構」として新しいスタートを切った。

(旧) 宇宙科学研究所はこれまで大学共同利用機関として、関係大学・諸機関の研究者グループからの提案をもとに科学衛星・観測ロケット・大気球を用いた宇宙科学ミッション・飛翔実験を遂行してきた。新機関に移行した後も、「宇宙航空研究開発機構」は大学共同利用の機能を保持することとなった「宇宙科学研究本部」を窓口として関係大学・諸機関の研究者の自発的な発議により、「健全で活力のある」宇宙科学ミッション・飛翔実験をますます発展させていくことが求められている。

さらに、統合は新しい可能性も拓いている。従来の宇宙科学研究所の枠内では実行できなかったような多様な宇宙科学ミッションが、新しい宇宙機関への統合により可能とするような道を拓くべく、様々な可能性を模索しているところである。

第3章　次世代光赤外天文学のサイエンス

3.1　科学検討班の活動目標・経過

光赤外天文学の次期大型観測装置計画発案において、将来にわたって科学的にどのような主要課題に対して研究を進めるべきか、またそのためにどのような観測装置や観測方法が必要となるかを考察することが大変重要となる。そこで、当該目的に即した科学検討班を組織した。以下に、その活動状況と検討結果を記する。

本検討班の目標は、光赤外天文学の次期大型観測装置計画に関連して、今後 10 年から 20 年にわたって解決するべき天文学上の最重要課題を検討し、観測装置の性能や構成に対して提言を行なうことである。この科学検討班の活動を推進するために 4 名の世話人 [千葉柾司 (東北大学、班長)、杉山直 (国立天文台)、土居守 (東京大学)、児玉忠恭 (国立天文台)] を置き、この世話人によって天文学の研究分野を「宇宙論、構造形成」、「クエーサー、活動的銀河中心核」、「銀河、銀河団」、「銀河系、局所銀河」、「恒星物理、星形成、超新星、晩期型星」、「惑星系、太陽系」の 6 つに大別して、各研究分野における将来計画検討のためのチーフを選定した（後述)。そして、日本天文学会が管理しているメーリングリスト (tennet) を通じて、各研究分野における検討メンバーを募り、総勢 40 名の天文学研究者の方々から協力を得ることになった。その後、各研究分野において個別に科学検討の活動を進め、さらに定期的に他の研究分野や地上望遠鏡検討班、スペース望遠鏡検討班との調整も行なった。また、本検討班メンバーに限らず一般の天文学研究者の意見も集約するために、数回にわたって開催された将来計画ワークショップにおいて検討状況の報告を行なった。

次節以降において、本科学検討班による検討結果を報告する。次節では各研究分野の検討要旨、次々節ではその詳細がまとめられている。

各研究分野のチーフ

宇宙論、構造形成	杉山直 (国立天文台)
クエーサー、活動的銀河中心核	和田桂一 (国立天文台)
銀河、銀河団	児玉忠恭 (国立天文台)
銀河系、局所銀河	千葉柾司 (東北大学)
恒星物理、星形成、超新星、晩期型星	茂山俊和 (東京大学)
惑星系、太陽系	小久保英一郎 (国立天文台)

活動経過の要旨

2002/12/26	サイエンスWG立ち上げのための準備会（世話人）
2003/01/20	サイエンスWG立ち上げ会（世話人、各研究分野チーフ、家）
2003/01/22	光赤外将来計画の第一回全体検討会
2003/01/31	サイエンスWG班員募集締め切り
2003/02/07	サイエンスWG班員の決定、WGとしての活動開始
2003/03/26	日本天文学会春季年会にて光赤外将来計画企画セッション
2003/08/21,22	光天連による将来計画シンポジウム（サイエンス検討の経過報告）
2004/01/22,23	将来計画ワークショップ（サイエンス検討の経過報告）
2004/10/31	サイエンス検討結果の報告書作成の完了

3.2　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

各分野における主要課題、ならびに検討を行なった各項目の要旨を以下に記する。

3.2.1　「宇宙論、構造形成」分野

主題：「宇宙の暗黒エネルギーと暗黒物質の解明」

次世代望遠鏡の大集光力を生かした観測によって、宇宙初期に迫る。高角度分解能の撮像、高分散の分光によって、物理学の根幹をなす物理定数の時間進化を調べ、ダークエネルギー・ダークマターの正体に迫り、そして、現在観測される宇宙の多様な構造がどのように形成されてきたのかを明らかにしていく。

1 基本定数の時間変化

微細構造定数 α の時間変化をクエーサー吸収線を用いて測定する。物理学の基礎となる重要な定数が過去においても一定だったのかを検証する重要な観測。「過去の宇宙は私たちと同じだったのか」 高分散分光が必要。

2 ダークエネルギー探査

WMAP や超新星探査によってその存在が明らかになったダークエネルギー。遠方の超新星探査、及び、実空間と赤方偏移空間での構造のゆがみ具合の違いを用いるアルコック・パチンスキー (Alcock-Paczynski) 効果を用いて、ダークエネルギーの時間進化などの性質を明らかにする。「宇宙を支配するエネルギーの正体に迫る」 広視野撮像と分光が必要。

3 ダークマター探査

水素、ヘリウムに比べ、5 倍以上存在している正体不明のダークマター。その正体に重力レンズ効果を用いて迫る。特に、コールド・ダークマターの予想と異なっている可能性のある、銀河の中心のカスプ構造、及びサブハローの検証に焦点を当てる。「ダークマターは冷たいか」 広視野撮像が必要。

4 ガンマ線バーストを用いた宇宙論

ガンマ線バーストは、とてつもなく明るい天体現象であり、実際に観測されているバーストの中にも、非常に遠方、ことによると赤方偏移 $z > 10$ からのものも含まれているかもしれないといわれている。ガンマ線バーストは深宇宙を見る新しい目として使える可能性を秘めているのである。可視光フラッシュの測定、追求分光観測、なかでもクエーサー (QSO) と同様な吸収線の測定は、QSO では届かない深宇宙の銀河間物質 (IGM) の状態の情報をもたらしてくれるかもしれない。Hα の分光に関しては中間赤外での観測が必要となる。「深宇宙を見る新しい目ガンマ線バースト」 高速モニター、高分散分光、中間赤外での分光。

5 構造形成の時間進化

スローン・デジタル・スカイ・サーベイ (SDSS) やツー・ディー・エフ (2dF) によって、近傍の銀河分布、大規模構造は明らかにされつつある。しかし、このような構造がいつごろ作られはじめ、どのように進化してきたかは、まだ観測的には明らかになっていない。その進化を調べることで、また、ダークエネルギーの時間進化も明らかにできる可能性がある。可能な限り広い視野で、非常に深いサーベイを行う。「構造の誕生と進化」 大口径望遠鏡での広視野撮像、分光。

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
微細構造定数の時間変化	遠方 QSO 吸収線	地上 $>$ 8m	高分散分光 $20-150\mu$m, $R>10^5$
Alcock-Paczynski テストでの ダークエネルギー探査	LRG のサーベイ	低赤方偏移:地上 $\sim$ 8m 高赤方偏移:地上 $\sim$ 30m	撮像、及び分光
CMB と大規模構造の 相関	銀河赤方偏移サーベイ (Hyper SDSS)	地上 $\sim$ 20m	撮像、分光
重力レンズでの ダークマター探査	Lensed QSOs 探査	スペース $>$ 3m	撮像、$8-26\mu$m
	Lensed QSOs の 輝線マッピング	地上 $>$ 20m	分光、$1-5\mu m$、 $R>1000$
	アーク状銀河像の 高分解能撮像	地上 $>$ 20m	撮像 FWHM$<0''.02$
ガンマ線バーストに よる宇宙論	ガンマ線バースト 天体	地上 $>$ 10m	分光、撮像 $R\sim10000$
初期天体探査	輝線 (Lyα, Hα, CIV)	地上 $\sim$ 30m	赤外での分光、撮像 $R\sim10000$

3.2.2 「クエーサー、活動的銀河中心核」分野

主題：「セントラルエンジンパラダイムの検証と巨大ブラックホール形成史の解明」

活動的銀河中心核 (AGN) の膨大なエネルギーの源は、超巨大ブラックホールへのガス降着と言われているが、近傍の AGN においても未だに中心核近傍は直接分解されていないため、その真の構造は今だに謎である。また、銀河形成過程において、巨大ブラックホールやクエーサーがどのように形成されてきたのか、それらが銀河形成や銀河間ガスに与える影響は、次世代の観測装置による遠方宇宙の観測により明らかにすべき重要な課題である。

1 近傍から遠方の AGN における巨大ブラックホール質量の決定

銀河中心には、$10^{6-8}M_\odot$ の巨大ブラックホール (BH) が存在すると言われており、近年、銀河バルジの質量とブラックホール質量の相関が指摘されている。しかし、巨大 BH の質量が高い精度で決定されているのは、我々の銀河中心を含め、少数の例しかない。セントラルエンジン・パラダイムの検証のためには、近傍から遠方まで、低光度から高光度までのさまざまな AGN において巨大 BH の存在を確認する必要がある。近傍 AGN については、輝線ガス領域の可視干渉計による高分解能観測により、ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) で達成される 10 倍の距離における AGN の中心部 1 パーセク以内の質量を決定する。遠方の AGN については、BLR と連続光の変動の時間差を用いたリバーベレーション・マッピングの手法により、$z>5$ のクエーサー (QSO) の巨大 BH 質量を決定する。これには、10 年以上の長期にわたって多数の AGN の近赤外分光モニタ観測が必要であり、 専用望遠鏡による集中的観測が必要である。

2 近傍 AGN の中心構造の解明

AGN の構造は、巨大 BH、その回りの降着円盤、広・狭輝線領域 (BLR, NLR)、およびそれらを取り囲む遮蔽分子トーラスから構成されると一般には考えられている。しかし、直接その空間構造が分解されていないため、このような描像が本当に正しいのか、正しいとしても近傍から遠方まで、全ての AGN に当てはまるのか?、個々の構成要素の構造や AGN の活動性との関連についてはまったく不明である。BLR 構造の直接分解には、最近傍の AGN でも少なくとも数ミリ秒角 (mas) の分解能が必要あり、可視干渉計が不可欠である。NLR 最深部の構造の解明には、偏光分光観測や近赤外域の高電離禁制線の観測が有効であるが、20m クラスの望遠鏡、$R\sim10^{3-4}$ の波長分解能が要求される。トーラスについても、そのサイズ、構造は未だにモデルの域を出ていない。また、トーラスに存在する豊富なガスは、AGN の活動性の源である質量供給や、1 型、2 型 QSO の存在比、X 線バックグラウンドの起源とも深く関連してい

るはずである。トーラスの全体構造および内部構造の解明にはミリ秒角スケールでの中間 ~ 遠赤外撮像及び分光観測が要求され、そのためにはスペースに大口径の赤外望遠鏡が必要である。

3 QSO/AGN の進化： 深宇宙サンプルの確立

クエーサーや AGN の進化を探るためには、$z > 3$ の高赤方偏移クエーサーの質の良い統計サンプルが必要である。特に $z \sim 6$ を越えてどこまでクエーサーが存在するか、はクエーサーの起源のみならず、銀河形成や銀河間ガスの再電離との関連でも解明されるべき重要な課題である。SDSS によるクエーサーのサンプルでは、限界等級が浅いために、高赤方偏移の低光度 AGN の光度関数についての統計的な議論はできない。また、AGN 形成に関連して興味が持たれている狭輝線 1 型セイファート銀河 (NLSy1) やガスが豊富な高赤方偏移で期待される吸収を強く受けたクエーサー (2 型 QSO) の高赤方偏移での探査は、AGN 進化の描像の確立に不可欠である。さらに、クエーサーの空間分布から、クエーサーの活動期間についての情報が得られる。これらの実現のためには、広視野の可視、近赤外カメラを備えた 8m クラスの地上望遠鏡を占有的に使用し、1000 平方度程度の超広天域を深い撮像、及び分光サーベイを行い、クエーサー/AGN のサンプルを得ることが重要である。

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
近傍巨大 BH 質量の決定	近傍 AGN の輝線領域	地上干渉計 (基線長 ~ 1 km) 地上 30m + AO	可視分光 $R \sim 10000$, $1 \sim 0.1$mas
high-z 巨大 BH 質量の決定 M_{BH} vs M_{bulge} の z 進化	AGN の BLR と連続光の 長期間 reverb. mapping	地上 8m 専用 + AO	近赤外、可視分光 $R \sim 1000$, ~ 100mas
high-z AGN の光度関数	$z > 7$ の高光度 QSO $z > 5$ の低光度 QSO	地上 8m 専用 + 広視野カメラ + 8-多天体分光器	近赤外、可視撮像、分光 $R > 10^3$, FOV $> 1\square^\circ$, ~ 100 mas
小/大質量降着率 AGN の探査	$z > 1$ の NL Seyfert 1	地上 8m 専用	可視、近赤外撮像分光 FOV $> 1\square^\circ$, ~ 100mas
$z > 1$ の 2 型 QSO の探査 (近傍 AGN 種族の z 進化)	X 線を含む多波長サーベイ 領域の近赤外 deep サーベイ	地上 8m 専用+ 広視野カメラ + 多天体分光器, マルチスリット赤外線分光器	近赤外撮像、分光サーベイ $R > 10^3$, FOV $> 1\square^\circ$ ~ 100mas
電離ガス空間構造の直接分解	近傍 AGN の BLR, NLR	地上干渉計 (基線長 ~ 1 km)	可視、近赤外狭帯域撮像、 偏光、近赤外分光、 $R > 10^3$, ~ 0.1mas
high-z AGN 電離領域の 化学組成	$z > 6$ AGN	地上 30m	近赤外分光 $R > 1000$, ~ 100mas
低光度 AGN の進化と構造： 長期モニター観測	10 万個以上 AGN スペクトル の長期時間変動 ($1 - 10$ yr)	地上 $4 - 8$m 専用	可視、近赤外分光 $R > 1000$, ~ 100mas
QSO の起源 近傍 ULIRG との関係	近傍 ULIRG と QSO 母銀河：	地上 8m + AO	近赤外撮像 ~ 100 mas
high-z ULIRG の正体 と QSO 形成	$z > 1$ の ULIRG	4m スペース	中間赤外分光
遮蔽分子トーラス構造の分解	近傍 AGN のダスト放射、 PAH 輝線	$8 - 10$m スペース	中間 ~ 遠赤外撮像、分光 $R > 1000$, $10 - 100$mas

3.2.3 「銀河、銀河団」分野

主題：「宇宙初期から現在までの銀河宇宙の歴史を具に描く時代絵巻の構築」

銀河、銀河団分野では、次世代光学赤外線望遠鏡によって、次の 4 つを目指す。

1. スペース望遠鏡による非常に深い赤外観測により、未踏の初期宇宙天体の探査を行ない、初代天体の誕生を目撃すること。

2. スペース望遠鏡による中間赤外から遠赤外の観測により、これまで可視光や赤外線では見付からなかったような新たな天体を探査し、偏りのない宇宙像を得ること。

3. 是迄見付かった微光遠方天体をスペースと地上の大型望遠鏡により分光し、銀河形成の物理を詳細に探ること。

4. スペースと地上の大型望遠鏡を駆使して、銀河の形態と星形成率を、時間、環境、銀河質量の 3 つの関数として詳細に調べあげ、銀河の形成とその後の進化を統一的に理解すること。

1 初代天体の発見と宇宙電離史の解明

スペース広視野撮像 (1 平方度以上)、 分光フォローアップ (Lyα は地上、Hα はスペース)

宇宙で最も初めに生まれた天体の探究は、その華やかさに留まらず、初期宇宙の電離状態、物理状態を決定し、初期銀河形成を左右する重大要因であるので、次世代望遠鏡の目玉的なテーマであると言えよう。「原始ガスの収縮」、「最初の光」、「宇宙の再電離」の 3 大過程を観測的にとらえることが課題となる。

2 形成途上銀河の内部構造の解明

面 (IFU) 分光 (Lyα, OII は地上、Hα, NeII はスペース)

今日、すばる等の 8 – 10m 級地上大望遠鏡や、スペース赤外線望遠鏡、サブミリ望遠鏡などの活躍により、宇宙初期の多種多様な原始銀河が見つかるようになってきた (ライマン・ブレイク銀河、ライマン輝線銀河、極赤銀河、赤外線銀河、サブミリ銀河など)。しかし分光フォローアップが極めて困難なため、これらがどのような形成・進化段階にある銀河なのか不明である。次世代望遠鏡では、これら高赤方偏移銀河の分光を 1kpc スケールで空間分解して行ない、形成途上銀河の物理状態を探り、銀河形成過程を実証的に明らかにすることが重要である。

3 銀河形態の起源の解明

スペース広視野撮像 (星質量、$z > 2 - 3$ の形態)、地上 AO 撮像 ($z < 2 - 3$ の形態)、地上分光 (内部運動)

銀河の大局的な形成・進化過程において最も重要な課題の一つは、「形態」に代表される銀河の基本構造がどのように分化、獲得され、進化してきたのかを明らかにすることである。この過程は、銀河が構成単位天体 (ビルディング・ブロック) の集積によって形成される過程と密接に関係していると考えられ、その解明には、遠方銀河の (1) 視覚的形態、(2) 質量集積 (合体を含む)、(3) 星の内部運動の 3 つの方面から整合的に取り組むことが必要である。

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
初代天体の形成現場	Lyα (cooling), H_2, UV, Lyα (H_{II}) at $z = 3 - 20$	スペース $>$ 4m 地上 $>$ 20m	狭帯域撮像 $2 - 50\mu$m
宇宙の再電離史	Lyα, Hα, UV at $z = 6 - 20$	スペース 4m 地上 $>$ 20m	狭帯域撮像 $1 - 10\mu$m
形成途中銀河の内部構造 星形成の局在、伝搬 ガスの流出入 球状星団の形成	Lyα, Hα at $z = 3 - 7$	地上 $>$ 20m スペース 4m	面分光 $0.5 - 5\mu$m
銀河基本構造の獲得 形態 (size, bulge/disk) 内部運動、質量 (TF/FP) 星形成 (b=SFR/$\langle$SFR$\rangle$) 化学進化 (星形成史, 初期質量関数)	Lyα, Hα, OII, 近赤外線バルマー輝線 at $z = 1 - 7$	スペース 4m 地上 $>$ 20m	広視野撮像、分光 $0.5 - 10\mu$m
矮小銀河の形成	OII, Hα, NIR at $z = 1 - 10$	スペース 4m 地上 $>$ 20m	撮像、分光 $1 - 10\mu$m
宇宙大規模構造の形成と銀河進化	近赤外線 at $z = 1 - 10$	スペース 4m	広視野撮像 $1 - 10\mu$m
AGN-銀河 関係	Hα, 近赤外線 at $z = 1 - 20$	スペース 4m	広視野撮像 $1 - 20\mu$m
銀河間物質の進化	吸収線 at $z = 1 - 7$	地上 $>$ 20m	分光 $0.5 - 2.6\mu$m

3.2.4　「銀河系、局所銀河」分野

主題：「恒星分離に基づく銀河の形成と進化の解明」

次世代光学赤外線望遠鏡によって、おとめ座銀河団の距離 (17Mpc) 以内に存在する様々なタイプの銀河を、銀河の骨格である個々の恒星に分離する。そして、高空間分解能撮像ならびに中・高分散分光を実施することによって、恒星系の種族 (年齢分布)、空間構造、化学元素組成、空間運動等を求め、個別銀河の形成史と進化史を明らかにする。

1 銀河系の大局的化学動力学進化の解明

現在では太陽近傍の明るい星のみでしか、詳細な化学元素組成と 3 次元運動が得られていないので、これを銀河系全体に渡って獲得することによって、銀河系がどのような化学動力学進化を経てその構造が形成されたかを明らかにする。将来、GAIA によって $V \sim 20$ mag (バルジの転向点等級付近) までの暗い恒星の 3 次元運動が決定されるので、この等級に至るハロー星とバルジ星の高分散分光が重要となる。

2 矮小銀河における星形成史

矮小銀河は、銀河系のような明るい銀河のビルディング・ブロックとして、さらにそのような階層的合体による銀河形成の残骸として明るい銀河の周囲に存在する伴銀河として、銀河形成と進化の解明の鍵と考えられている。このような矮小銀河における星形成史・化学進化史を、ホスト銀河の特徴や銀河密度などの環境によってどのように変化しているかを明らかにする。恒星分離のための高空間分解能撮像、金属量と化学元素組成決定のために分光観測を必要。

3 円盤銀河の初期進化とハッブル系列の起源

円盤銀河がどのような過程を経て形成されたかを知る手がかりとして、その古成分であるハロー部の空間構造と化学動力学構造を調べる。そして、これらの情報が銀河円盤やバルジの特徴と関係しているか

を調べて、ハッブル系列の起源に関する新しい知見を得る。ハロー部の空間構造の検出、さらに恒星分離に基づく化学動力学構造の決定を必要。

4 楕円銀河における星形成史

楕円銀河がどのように誕生して現在に至ったか、特に、その星形成史が階層的合体仮説が予言するものなのか否か、銀河本体の質量や環境に依存するのか、等の根本的な問題を、恒星分離に基づく解析によって明らかにする。撮像と分光によって、恒星系の色–等級図、金属量分布と化学元素組成を得る。おとめ座銀河団とそれ以外にある楕円銀河を用いて、様々な環境下における星形成史を導く。

5 局所宇宙の質量構造

恒星分離が可能になると、その赤色巨星分枝の最も明るい部分 (TRGB) を同定することによって、銀河までの距離決定が可能になる。この方法は、セファイド変光星を持たない矮小銀河に特に有効であり、実際上すべての銀河に適用可能である。宇宙膨張からのずれ (特異速度) をおとめ座銀河団までのすべての銀河に対して求めることにより、局所宇宙の速度構造と質量構造を決定する。

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
銀河系の初期化学進化	ハロー星の化学元素組成 バルジ星の化学元素組成	地上 (>30m)	高分散分光 ($R=40000$) 紫外 $\sim$ 近赤外, $V=20$mag
矮小銀河における星形成史	色–等級図、金属量、 化学元素組成	地上 (>30m)	撮像 (FWHM $<0\farcs007$) 高分散分光 ($R=40000$)
		スペース (>4m)	撮像 (FWHM $<0\farcs05$) 中分散分光 ($R=4000$) $0.4\sim2\mu$m, $1\sim5\mu$m
円盤銀河の初期進化と ハッブル系列の起源	ハロー部の空間構造 色–等級図 金属量と化学元素組成 球状星団の年齢と金属量	地上 (>30m)	撮像 (FWHM $<0\farcs007$) 高分散分光 ($R=40000$)
		スペース (>4m)	撮像 (FWHM $<0\farcs05$) 中分散分光 ($R=4000$) $0.4\sim2\mu$m, $1\sim5\mu$m
楕円銀河における星形成史 ハッブル系列の起源	恒星系の色–等級図、 金属量と化学元素組成 球状星団の年齢と金属量	地上 (>30m)	撮像 (FWHM $<0\farcs007$) 高分散分光 ($R=40000$)
		スペース (>4m)	撮像 (FWHM $<0\farcs05$) 中分散分光 ($R=4000$) $0.4\sim2\mu$m, $1\sim5\mu$m
局所宇宙の質量構造	TRGB 測光による距離決定、 特異速度の決定	地上 (>30m) スペース (>4m)	高空間分解能撮像 $0.4\sim2\mu$m, $1\sim5\mu$m

3.2.5 「恒星物理、星形成、超新星、晩期型星」分野

主題：「銀河の進化と元素の起源の解明に向けた恒星進化の素過程の解明」

1 大質量星および大規模星団の形成過程の解明

大質量星や大規模星団の形成は銀河進化に大きな帰還作用 (フィードバック) をもたらす重要な過程である。にもかかわらず、その観測的研究は小質量星の形成過程の研究に比べてかなり立ち後れている。この状況を打破するために距離 10kpc (3 万光年) 以内の大質量形成領域を 100 天文単位 (AU) 程度の分解能観測することを提案する。

2 星の進化の最終段階における質量放出の直接撮像

中小質量星の進化で残された大きな課題の一つである漸近巨星から惑星状星雲に至る質量放出の様子を直接撮像・分光によって観測し、非球対称性の起源などの謎に迫る。

3 恒星と惑星の境界探索

褐色矮星の発見から低質量星の研究は進展してきた。銀河系の星の質量関数を知る上で低質量星の探索は重要である。ここでは、円盤とハローでの低質量星探査を提案し、両者での質量関数に対する情報を与えることを目的とする。

4 星の化学組成から元素の起源

元素の起源は天体物理学の基本的な問題の一つである。近年の金属欠乏星の表面組成解析から個々の超新星での元素合成やその爆発機構のみならず星形成史の情報も得られることがわかってきた。現存の望遠鏡では困難な同位体組成比を測ることで中性子捕獲元素の起源などに関して突破口を開くことを提案する。また、第一世代星探査も検討する。

5 Ia 型超新星の起源

Ia 型超新星は連星系中の白色矮星が伴星からガスを降着し限界質量に達して爆発するというシナリオが有力である。爆発後 10 から数 100 年経った若い Ia 型超新星残骸の中にこの伴星を探し、シナリオの妥当性を検討することを提案する。

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
大質量星の形成過程	大質量形成領域	地上 (南半球) $>$ 30m	分光、撮像 ($0.3-2.5\mu$m) $R>5000$, FOV $>10'$, FWHM $<0''.05-0''.10$
質量放出の直接撮像	恒星風	$\sim 40-400$m	撮像 (near-IR:$\sim 2\mu$m) FWHM $0''.01-0''.001$
	分子ガス殻	$\sim$ 100m	撮像・分光 (near-IR:$\sim 5\mu$m) FWHM $0''.01$(100pc で 0.1AU), 0.1 km/s
	ダスト殻	スペース干渉 ($\sim$ 600m)	撮像・分光 (mid-IR:$\sim 30\mu$m) FWHM $0''.01$, 0.1 km/s
	冷たいガスと ダストの殻	スペース干渉 ($\sim$ 6000m)	撮像・分光 (far-IR:$<400\mu$m) FWHM $0''.01$, 0.1 km/s
恒星と惑星の境界	銀河円盤での 褐色矮星探査	地上 (8m)	AO コロナグラフ (J、H) $R\sim 300$, FOV $10''$, FWHM $0''.3$
		スペース (3 m)	コロナグラフ ($0.5-1.6\mu$m) $R\sim 300$, FOV $10''$, FWHM $0''.3$
		SPICA(3.5 m)	コロナグラフ (5μm) $R\sim 300$, FOV $10''$, FWHM $1''$
ハロー種族	低質量星と褐色矮星	地上 (2.4 m)	撮像サーベイ ($0.4-1.0\mu$m) $R\sim 0.3$, FOV $30'\times 30'$, FWHM $0''.5$
元素の起源	同位体組成解析	スペース	分光 UV($<0.3\mu$m)–可視光 超高分解能 ($R\geq 100,000$)
第一世代星探査		地上 ($>$25m) or 分光専用望遠鏡 (10m)	撮像・分光 高分解能 ($R\geq 30,000$), シーイング限界
Ia 型超新星の起源	若い Ia 型超新星残骸	地上 ($>$ 30m)	分光 ($0.3-0.4\mu$m) $R>300$, FOV$>10'$, FWHM$<0''.05$-$0''.1$

3.2.6 「惑星系、太陽系」分野

主題：「系外惑星系を含めた一般的な惑星系の構造と起源の解明、ならびに惑星進化としての生命の起源の解明」

これからの惑星系天文学の大きな流れは、太陽系のみならず多様な系外惑星系も含めた一般的な惑星系の構造と起源の理解を目指すことである。そして、これまでは多くの場合、理論的にしかアプローチできなかった惑星系形成や惑星初期進化に、原始惑星系円盤や系外惑星系の観測によって実証論的にアプローチしていくこ

とだ。さらに、生命の起源について、それを惑星の進化現象としてとらえ、天文学的、惑星科学的に取り組んでいくことだろう。

1 ガス円盤散逸過程の解明

ガス円盤がいつどのように散逸するかは、最終的な惑星系の姿や惑星系形成の時間スケールを制限する。円盤の高空間分解観測により、ガス・ダストの空間質量分布、温度分布、ガスの電離度を明らかにする。そして、多数の円盤の系統的観測により、どのようにしてガスが散逸するのか明らかにする。

ガス円盤からの輝線、特に純回転水素分子輝線、を検出する観測はスピッツアー (Spitzer) 望遠鏡などにより本格化し、スピカ (SPICA) などの次世代赤外線衛星によって、さまざまな年齢・質量の主星の星周円盤が観測可能になる。直接に分解して観測するには、高解像度 ($0''.1 - 0''.01$ 以上) が必要とされ、単一鏡スペース赤外線望遠鏡では一般には困難である。限られた輝線に対しては、地上超大口径望遠鏡 (JELT) あるいは地上干渉計による赤外線観測も可能である。しかし、解像度・感度を総合すると、アルマ (ALMA) 望遠鏡によるサブミリ波・ミリ波の観測が近未来では最も有効であると期待される。

2 ダスト成長過程の解明

ダストからの微惑星形成を明らかにする。ダスト円盤の構造を遠赤外線による高分解能撮像観測や近赤外線域の高分散分光観測から明らかにする。さらに円盤内でのダストの循環/蒸発過程を解明するため, 磁場の関与した星・円盤境界層を分光・偏光観測から明らかにする。そして光学観測からダスト・アグリゲートの物性を引き出す。

ガス円盤の場合と同様に、スペース赤外線観測への期待は大きい。また、ダスト円盤を散乱で観測する場合、系外惑星探査衛星 (JTPF) のような可視光における高解像度観測は非常に有効である。さらに、シリケートや氷などの代表的なダストフィーチャーは地上からも観測可能なため、地上超大口径を生かした高解像度赤外線観測あるいは高分散赤外線分光観測あるいは偏光観測はこの分野に不可欠である。

3 星周円盤化学の統一的理解

星周円盤の化学進化を明らかにする。古典的 T タウリ型星の円盤、弱輝線 T タウリ型星円盤、デブリ円盤などの星周円盤の密度分布、温度構造、ダスト進化、ガス進化を高感度、高空間分解能のダスト連続波観測と水素分子 (H_2)、一酸化炭素分子 (CO) およびその同位体の高空間分解、多輝線観測を組み合わせて明らかにする。なるべく多様なフィーチャーをとらえるために、ALMA による観測とスペース赤外線・地上超大口径による観測は相補的・不可欠である。

4 惑星によるギャップ形成の理解

木星型惑星形成の兆候である原始惑星系円盤のギャップを観測する。ギャップ幅と惑星質量が独立に観測されれば、円盤の粘性率に制限を与えることができる。また、惑星質量が小さければ、ギャップ形成の最低惑星質量に制限 (上限) を付けられる。さらに、ギャップ幅を決めるメカニズムに制限が付けられる。スペクトルエネルギー分布 (SED) による間接的観測を超えて、円盤ギャップを直接観測するためには、高解像度撮像観測が不可欠である。スペース可視光あるいは地上超大口径あるいは ALMA による観測が必須となるだろう。

5 地球型惑星初期進化の観測的解明

さまざまな形成段階の地球型惑星 (大気組成、表面組成など) とその周囲環境を観測するとことによって、地球型惑星の大気と表面の進化を観測的に描き出す。地球型惑星の撮像・分光に特化した高コントラストスペース望遠鏡 (可視光または赤外線) の実現が必要である。

6 系外惑星物理学の展開

系外惑星の直接観測により、系外惑星の物理量を明らかにする。惑星の扁平率、自転、組成、衛星・リングの有無、磁場などの情報を取得する。木星型あるいは地球型惑星の撮像・分光に特化した高コントラストスペース望遠鏡 (可視光または赤外線) の実現が必要である。

7 中心星と惑星系の関係の統一的理解

系統的な観測によって惑星系の構造の中心星の質量、金属量、進化段階への依存性を明らかにする。また、連星系であるか、星団内にあるか、さらに銀河環境への依存についても明らかにする。この分野は 8 – 10m クラスを含む既存の望遠鏡の有効活用が重要と思われる。

8 太陽系最外縁部の構造の解明

50AU 以上の外縁部の天体の軌道分布と物理特性を明らかにする。専用サーベイ望遠鏡により、軌道決定されたサンプルを増やし、大局的な構造を描く。さらに大型望遠鏡により物理観測を行なう。また、外縁部天体による背景の恒星の食を利用することによって、観測をカイパーベルト天体だけでなくオールト雲にまで拡げる。

9 バイオマーカー探査

系外地球型惑星で生命活動もしくは地球のような惑星の兆候を示すバイオマーカーを観測する。惑星表面に液体の水分子 (H_2O)(海)、大陸、植物などを検出する。さらに大気の組成を観測し、生命関連物質を探す。地球型惑星の撮像・分光に特化した高コントラストスペース望遠鏡 (可視光または赤外線) の実現が必要である。

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
ガス円盤散逸過程の解明	ガス、ダスト	地上 $>$ 8m スペース (赤外)$\geq$ 1m	分光、撮像
ダスト成長過程の解明	ダスト	スペース (赤外)$\geq$ 1m	分光、偏光
星周円盤化学の統一的理解	ガス、ダスト	地上 $>$ 8m スペース (赤外)$\geq$ 1m	分光
惑星によるギャップ形成の理解	ガス、ダスト	地上 $>$ 20m スペース (可視)$\geq$ 8m	撮像
地球型惑星初期進化の観測的解明	地球型惑星	スペース (可視)$>$ 3m スペース (赤外) 干渉計	分光、撮像
系外惑星物理学の展開	木星型惑星	?	分光、撮像
中心星と惑星系の統一的理解	惑星	地上 $\sim$ 8m	分光、撮像
太陽系外縁部の構造の解明	EKBO 天体、彗星	地上 4 – 8m(専用)	撮像サーベイ、分光
バイオマーカー探査	バイオマーカー	スペース (可視)$>$ 3m スペース (赤外) 干渉計	分光、撮像

3.3 宇宙論、構造形成

3.3.1 今後の方向性

すばる望遠鏡の計画が策定されて以後、現在に至るまでの間に、もっとも観測的研究が急激に進展してきた分野の一つは、宇宙論であることは疑いの余地がないであろう。

20 世紀の宇宙論研究は、理論が先導し、観測がそれを裏付けるという過程をしばしばたどり、進展していった。まず、1915 年のアインシュタインによる一般相対性理論の成立、そして、1922 年のフリードマンによる膨張宇宙モデルの提出という理論的な研究の後に、ハッブルによって宇宙膨張が発見 (1929 年) された。また、ガモフとその共同研究者によって 1940 年代に考え出されたビッグバン宇宙論は、1965 年になって、ペンジャスとウィルソンによる宇宙背景黒体放射の発見によって証明された。1980 年代初頭、グース、佐藤勝彦らによって提唱されたインフレーションも、1990 年代に入って、COBE 衛星による温度揺らぎの測定や、宇宙の大規模構造の系統的サーベイなどによって、ようやく観測的にその存在が認められるようになったのである。

このような理論から観測へという通常の科学の発展とは若干異なる学問の進展は、宇宙論の対象が、遠方、そして過去の天体であるために、非常にかすかな信号を捉えることが必要不可欠であり、観測が困難であったという事情が関係してきた。

しかし、20 世紀の最後の 10 年の間に、地上での巨大望遠鏡や、大気の影響を受けないスペースの望遠鏡などによる観測が、光赤外線や電波、さらには X 線という多波長に渡って行われるようになってきた。状況が劇的に変化してきたのである。今まさに、観測が先導する宇宙論研究の時代が到来したといえよう。光赤外によって、宇宙誕生後 10 億年の時代を直接見ることが可能になったのである。

また、近年は巨大望遠鏡などに比べはるかに低い予算で行える専用望遠鏡による宇宙論研究もさかんに行われるようになってきた。例えば、宇宙の地図を作り上げるべく、可能な限り広い範囲で銀河や遠方のクエーサーといった天体を発見し、その赤方偏移を測定する SDSS などはその好例であろう。小口径ではあるが、宇宙論研究にこれまでにない独自の大きな寄与をしてきている。超新星探査やすでに終了した 2dF などもこの範疇に入る。

一方、その間、電波の分野で、宇宙論研究に非常に大きなブレークスルーがあった。宇宙マイクロ波背景放射の温度揺らぎの測定である。COBE によって初めて発見された揺らぎは、その後の気球や南極などでの観測、そして WMAP 衛星による詳細な全天観測によって、結果宇宙の進化を司る基本的なパラメター、いわゆる宇宙論パラメターが精密に決定されるにいたったのである。今後の宇宙論研究は、理論、観測を問わず、この結果に縛られることになる。

よく知られているように、WMAP や、SDSS などの観測結果から明らかになってきたのは、ダークエネルギー 7 割、ダークマターが 3 割、空間曲率は 0、という宇宙の姿である。一応入れ物としての宇宙の姿はこれで明らかになったといえるのかもしれない。しかし、ダークエネルギー、ダークマターともに正体が全く不明であり、「わからないことが、わかった」とでもいえるのが現状である。

今後、明らかにしていかなければならない大きなテーマとしてダークエネルギー及びダークマターの正体があげられるのは当然ではあるが、ではどのように迫ったら良いのかについては、さほど自明なことではない。ダークエネルギーについては、まずは、その成分がどのように宇宙の歴史の中で時間進化してきたのかを、遠方の宇宙、例えば大規模構造、特異速度場、宇宙マイクロ波背景放射の温度揺らぎ、超新星などを調べることで明らかにする必要がある。時間進化がわかれば、ダークエネルギーの密度と圧力の間の関係、いわゆる状態方程式が明らかになる。このことから、ダークエネルギーを担っているものの正体へ迫ることができるかもしれないのである。さらに、状態方程式に応じて、宇宙の今後の運命も大きく変ることとなる。極端な場合には、将来空間が裂けて終わる、というシナリオもあり得るのである。一方、ダークマターについては、大規模構造、さらに中規模、小規模の構造を詳細に観測していくことで、ジーンズスケール、すなわち運動エネルギーを測定することが可能になる。それによって、完全にコールドなのか、若干ウォームなのか、が明らかにされ、正体に迫ることが可能になるだろう。

通常の物質であるバリオンに関しても、その大半は見えていないという指摘がある。このダークバリオンの発見も宇宙論の大きなテーマの一つである。

このように宇宙論研究の大きな方向性の一つとして、「ダーク」な成分、つまり見えない成分を「見る」ということがあげられる。

また、過去の宇宙が、現在の宇宙とどれだけ異なっていたか、ということもまた、遠方、すなわち過去の天文観測の進展とともに、大きなテーマとして浮かび上がってくる。先にあげた、ダークエネルギーの時間進化もそれに分類されるが、例えば、光速や微細構造定数、重力定数などが、現在と過去で同じ値を持っているのかは、理論的には自明ではなく、観測で明らかにしていかなければならない。

ダークな成分を「見る」ことにしろ、過去の宇宙と現在の違いを調べるにしろ、より暗く、そして小さい天体を観測することが必要となるであろう。このように、暗く、小さい天体を観測する、ということが宇宙論研究の進展を促すのであれば、この分野は自ずとより巨大で、角度分解能のよい望遠鏡を欲することになる。しかし、一方で、限られた時間の中で、必ずしもその観測に最適とはいえないスペック (例えば視野、解像度など) で観測することが、よくない場合も多い。困難な観測であるがゆえに、個々の問題に最適化した仕様の望遠鏡、観測装置が必要になってくるのである。

以下では、現在、および将来の宇宙論研究の課題と、それを明らかにするためにはどのような光赤外の望遠鏡が必要になるのか、という点に関して、概観していくこととする。

3.3.2　基本定数の時間変化と宇宙論

はじめに

ディラックの大数仮説　基本定数の時間変化が物理学的議論の対象になったのは、ディラックによる大数仮説 (large number hypothesis)[15] にはじまる。ディラックは重力が関与する無次元数は非常に大きいことに着目した。例えば、陽子と電子の間のクーロン力と重力の比は

$$N_1 = \frac{e^2}{Gm_p m_e} \simeq 2 \times 10^{39} \tag{3.1}$$

というとてつもなく大きな数になる。ここで、e は素電荷、G は重力定数、m_p と m_e はそれぞれ陽子と電子の質量である。また、宇宙のホライズン半径と古典電子半径との比をとってみると、

$$N_2 = \frac{H_0^{-1}}{e^2 m_e^{-1}} \simeq 3 \times 10^{40} h^{-1} \tag{3.2}$$

となる ($\hbar = c = 1$ という単位系を使っている)。ここで、h はハッブル定数を 100 km s^{-1} Mpc^{-1} で規格化したものである。

ディラックは二つの巨大数が似通った値をとっていることに注目し、二つの間には関係があるに違いないと考えた。すわなち、$N_1 \simeq N_2$ としたのである。N_2 が時間によるものである以上、この等式が常になり立つには、N_1 が時間変化する必要がある。ディラックは重力定数 G が時間変化するとした: $G \propto t^{-1}$。また、ガモフは微細構造定数 $\alpha \equiv e^2$ が時間変化するとした [19]: $\alpha \propto t^{1/2}$。この 20 世紀の巨人たちの洞察の当否はどうであれ、ディラック以降、重力定数や微細構造定数の変化に対する地質学や地球物理学・化学や原子物理学や宇宙物理学からの制限が精力的に調べられてきた [8]。

現代的動機　基本定数の時間変化の可能性を考える現代的な動機の引金となるのは、重力を含む統一理論として有望な超弦理論である。時空次元 10 次元で定義されるこの理論においては、ディラトンと呼ばれる重力の担い手となるスカラー場が必然的に現れる:

$$S = \int d^4x d^6y \sqrt{-g_{10}} \Phi^2 (R_{10} - F^2 + \ldots) \tag{3.3}$$

ここで、x は 4 次元時空の座標、y は高次元の座標、Φ はディラトン、右辺第一項は重力の運動項 (アインシュタイン・ヒルベルト作用)、第二項はゲージ場の運動項である。また、時空次元を 10 次元から 6 次元空間を「コンパクト化」して 4 次元にする際に、コンパクト化される空間 (内部空間) の体積の変形の自由度に相当するモジュライと呼ばれるスカラー場も現れる:

$$S = \int d^4x\sqrt{-g_4}\Phi^2 Y^6(R_4 - F^2 + \ldots) \tag{3.4}$$

ここで、Y がモジュライである。これらのスカラー場は (ラグランジアンで見た時に) 重力の運動項やゲージ場の運動項にあらわに結合しているため、重力定数や微細構造定数を含むゲージ結合定数の値はディラトンやモジュライの (真空) 期待値で決まることになる。したがって、基本「定数」が時間的空間的に変化している可能性は十分考えられる。さらには、スカラー場は物質ともあらわに結合しているため、等価原理 (自由落下の普遍性) も破れうる [9]。実際にどの程度の変化になるのかは、Φ や Y のポテンシャル形の詳細によるが、Φ や Y が大きい極限では理論が 10 次元的になり、摂動論の近似が良くなるので、ポテンシャルはゼロに漸近すると考えられている [14]。つまり、この極限では、スカラー場はポテンシャルを転がり続けるということである (runaway dilaton)。

また、現在の宇宙の加速膨張を宇宙初期におけるインフレーションと同じようになだらかなポテンシャルを転がるスカラー場によって説明しようという試みがある。対称性によって禁止されない限り、このスカラー場 ϕ は重力やゲージ場と (ラグランジアンレベルで) あらわに結合することは可能である

$$-\frac{1}{2}(\nabla\phi)^2 - V(\phi) - \xi\phi^2 R - \lambda\frac{\phi}{M}F^2. \tag{3.5}$$

第 3 項と第 4 項が重力とゲージ場との結合項である。ξ や λ は無次元数、M は質量の次元を持った数であり典型的にはプランク質量と見積もられる。この結合によって基本定数の時間変化は引き起こされうる [9, 7]。

このような高踏的な動機とは別に「基本定数の定数性の検証実験」のヌルテスト (null test) としての重要性も強調しておく必要がある。「基本定数の定数性の検証」は「重力の逆二乗則の検証」や「等価原理の検証」や「ポストニュートン重力での重力理論の検証」などと同様に、本来「ズレがゼロであることを確認する」種類の実験 (ヌルテスト) である。どの程度までゼロであるのかは、許される技術の限界まで追究するべきものである。このような実験は、地味ではあるが我々が手にしている理論の枠組を下支えしてくれるという意味で基礎的なものであり非常に重要なものである。もちろん、有意なズレが発見されたら、その意義ははかり知れない。

以下では、微細構造定数と重力定数について、その時間変化の光赤外観測からの制限の可能性について述べる。

微細構造定数

クェーサーの吸収線 原子のエネルギー準位に見られる微細構造は、当然のことながら微細構造定数 $\alpha - e^2$ に依存している。クェーサーの狭い線スペクトルは、途中のガス雲による光の吸収により作られる。たとえば、アルカリイオンでは $2S_{1/2} \to 2P_{3/2}$ の遷移に相当する波長と $2S_{1/2} \to 2P_{1/2}$ の遷移に相当する波長の差は α^2 に比例する。したがって、遠方のクェーサーの線スペクトルの幅の観測により α の時間変化の制限がえられることになる。SiIV の二重項 (alkali-doublet) の波長差の観測から、$z \simeq 3$ までの α の時間変化の上限がえられてきた [13]: $|\Delta\alpha/\alpha| < 3.5 \times 10^{-4}$。

ところが、最近 α の有意な時間変化を主張するグループが現れた。ウェブらは様々な種類のイオンの線スペクトルを比較する多・多重スペクトル法 (many-multiplet method) と呼ばれる方法を用いて、クェーサーの吸収線系の解析を行なった。最初の解析は $0.5 < z < 1.6$ の 30 個の吸収線系 (FeII,MgI,MgII) について行ない、α の変化について $\Delta\alpha/\alpha = (-1.1 \pm 0.4) \times 10^{-5}$ という結果を得た [53]。彼らはさらに、$0.5 < z < 3.5$ の 72 個の吸収線系 (FeII,MgI,MgII,SiII, NiII,CrII,ZnII,AlII,AlIII) について行ない、4 σ で有意な変化を検出した [54]: $\Delta\alpha/\alpha = (-0.72 \pm 0.18) \times 10^{-5}$。引き続いて 3 つめのサンプルについても解析が行なわれ、$0.2 < z < 3.7$ の 128 個の吸収線系についての解析結果は 5.7 σ で有意な変化であった [55]: $\Delta\alpha/\alpha = (-0.57 \pm 0.10) \times 10^{-5}$。こ

こで $\Delta\alpha$ は遠方での値と現在の値との差であり、これが負であるということは α は過去に系統的に小さかったということを意味する。

この解析にはいくつかの問題点が指摘されている。ウェブたちの解析で用いられている多・多重スペクトル法はアルカリ二重スペクトル法 (alkali-doublet method) と異なり、異なる種類のイオンの線スペクトルを比較するものである。したがって、波長の差だけではなく波長の絶対値の情報が必要であり、系統誤差の影響 (ゼロ点の較正) を受けやすい。また、ウェブたちの解析ではパラメターの数を減らすために、ガス雲における各イオンの速度構造は種類の違いによらず同じものとしている。この仮定が妥当なものであるかは検証する必要がある [2]。

いずれにせよ、この結果が本当であるなら、物理法則が時間とともに変化するということを意味するものであり、その意義は甚大である。その確認 (あるいは否定) のためにも独立したグループによる検証が急務である。

ここで、どの程度の分解能が要求されるのかを簡単に見積もっておく。赤方偏移 z での波数 w_z が以下のように書けると仮定する:

$$w_z = w_0 + q_1 \left((\alpha_z/\alpha_0)^2 - 1 \right) + \ldots, \tag{3.6}$$

ここで、w_0 は実験室静止系での波数であり今問題にしているイオンについてみると典型的には $\sim 50000\mathrm{cm}^{-1}$ 程度、q_1 は相対論的な補正係数であり典型的には $\sim 1000\mathrm{cm}^{-1}$ である。この式を変分してみればわかるように、$\Delta\alpha/\alpha_0 \simeq 10^{-5}$ の精度を達成するには、(1) $\Delta w_z \lesssim 2 \times 10^{-2}\mathrm{cm}^{-1}$ かつ (2) $\Delta w_0 < 10^{-2}\mathrm{cm}^{-1}$ であることが要求される。(1) の要請は $w_0 \sim 50000\mathrm{cm}^{-1}$ であることを考えると速度の精度にして $\sigma_v \simeq 0.1\mathrm{kms}^{-1}$、波長分解能にして $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 3 \times 10^6$ 程度が一回の観測に対して要求されることになる。

アフリカのガボン共和国にある、20 億年前に活動していたオクロ天然原子炉の地質調査による同位体元素の解析から、α の変化に対して非常に強い制限が得られている [17]: $\Delta\alpha/\alpha = (-0.36 \sim 1.44) \times 10^{-8}$。これは赤方偏移に直すと $z = 0.12$ での制限と見ることができる。先のクェーサーの吸収線系の解析とは赤方偏移で重なってはいないが、両者の結果を信じると α は $0.1 < z < 0.5$ あたりで $\Delta\alpha/\alpha \sim -10^{-5}$ から $|\Delta\alpha|/\alpha < 10^{-8}$ へと急激に変化したことになる。したがって、$0.1 < z < 0.5$ あたりでの α の変化を確認することは両者の整合性からも重要になる [9]。

また、$z \gtrsim 3$ になると観測される波長は赤外の領域になってくる。したがって、赤外で可視に匹敵する分解能の分光器の開発も非常に重要である。

Ia 型超新星　また、Ia 型超新星から微細構造定数の時間変化に制限をつけようという試みもある [10]。Ia 型超新星は白色矮星と巨星の連星系で引き起こされる超新星爆発と考えられている。巨星からガスが白色矮星に降着してチャンドラ・セカール質量を越えることにより、白色矮星の中心に火がつき超新星爆発が引き起こされるのである。したがって、超新星の最大光度はチャンドラセカール質量 M_{Ch} と光子の拡散時間 t_{diff} の比で見積もることができる:

$$L_{peak} \sim M_{Ch}/t_{diff}. \tag{3.7}$$

微細構造定数 α が小さいと、光子はより早く拡散して出てこれるので最大光度は大きくなると期待される。現在のデータでは α の 変化の上限は 10% 程度であるが、超新星の観測データ数の増大と系統誤差の理解とともにより強い制限が得られると期待される。いずれにせよ、さまざまな独立した方法で制限をつける試みは重要であることはいうまでもない。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	> 8m	分光	$0.40 - 1.5\mu$m	$R > 10^5$	–	–

重力定数

位置天文学　重力定数の時間変化に対する強い制限は太陽系の惑星の運動から来る。具体的には、バイキングの火星レーダー測距による地球と火星の間の距離の精密測定や、月レーザー測距による地球と月の間の距離の精密

測定により $|\dot{G}|/G \lesssim 10^{-11}\mathrm{yr}^{-1}$ 程度の制限が得られている [8]。この制限は近い将来 GAIA[18], JASMINE[28] といった計画による位置天文学の精密化によって向上すると期待される。

Ia 型超新星　チャンドラセカール質量 M_{Ch} は重力定数 G に $M_{Ch} \propto G^{-3/2}$ と依存しているので、Ia 型超新星の観測から重力定数の時間変化に制限を付けられる可能性がある [21]。現在のデータでは G の 変化の上限は 10% 程度である。この精度も将来的に向上されるであろう。微細構造定数と比較すると $z \simeq 1$ あたりで重力定数の時間変化に制限を与えているのは今のところ Ia 型超新星と遠方のパルサーの質量の観測からの制限 [45] くらいしかない。宇宙背景輻射 ($z = 1000$)[37] と現在との間の「空白」を埋める必要がある。新しいアイデアが出てくることを期待したい。

ダークエネルギーの状態方程式と宇宙論

近年の銀河・銀河団の質量分布の観測や WMAP による宇宙背景輻射の温度揺らぎの角度スペクトルの解析から、宇宙項が存在していることはほぼ確実になったといえるであろう: $\Omega_\Lambda = 1 - \Omega_M - \Omega_K > 0$.

ゼルドビッチによって指摘されたように宇宙項とは真空のエネルギー密度とみなせる。しかしながら、場の量子論によると、真空は空っぽではなく、ゼロ点振動のエネルギーを持っている。質量 m の場に対してゼロ点振動のエネルギー密度 ρ_{vac} は、波数のカットオフを k_{cut} として

$$\rho_{vac} = \int_0^{k_{cut}} \frac{1}{2}\sqrt{k^2+m^2}\,\frac{d^3k}{(2\pi)^3} \simeq \frac{k_{cut}^4}{16\pi^2}$$

と書かれる。時空の量子的性質が重要になるプランク・スケール (10^{19} GeV) をカットオフ・スケールとして素朴に計算すると、真空のエネルギー密度は観測値 ($10^{-29}\mathrm{g/cm}^3 = 10^{-47}\mathrm{GeV}^4$) を 120 桁以上も上回ることになる。真空からの励起だけを問題にする通常の場の理論では、真空からの差額のエネルギーだけを問題にすればよいが、一般相対論においては (作用において) メトリックはエネルギー・モーメンタム・テンソルと全面的に結合しているので絶対値自体が問題になる。理論と観測のこの 120 桁の食い違いが宇宙項問題と呼ばれるものである [56]。

宇宙項問題についてはいろいろ解決の試みがなされているが、重力と量子にかかわる問題であり、最終的な解決には量子重力理論の完成を待たなければならないと思われる。宇宙項問題がなんらかの形で解決したとして、現在の宇宙の加速膨張を説明する試みとしては、大きく分けて、1) 量子場による真空のエネルギーの相殺が完全ではなく、わずかに残った正の宇宙項により宇宙は現在ドジッター膨張期に入ったとするか、2) 真空のエネルギーは (何らかの相殺機構により) ゼロだが現在はまだ真空に落ち着く過渡期にある、とするかの二通りに分けられる。後者の立場では宇宙項は時間変化することになる。時間変化する可能性も含めて、広い意味の宇宙項をダークエネルギーと呼ぶようになってきている。その定義は、「それ自身は構造物を作らない負の圧力を持ったエネルギー」である。宇宙の大規模構造を作るには物質優勢期が必要であるから、圧力は負であることが必要である。もう一つ、3) 重力理論を変更して膨張則自体を変えてしまう、という可能性も考案されている。

定数かそうでないかの違いはダークエネルギーの「状態方程式」(圧力 p_X と密度 ρ_X との比)

$$w = p_X/\rho_X \tag{3.8}$$

を導入することで区別される。エネルギー運動量保存則から

$$\dot{\rho}_X + 3H(\rho_X + p_X) = 0 \tag{3.9}$$

であるから、宇宙項 ($w = -1$) 以外では時間変化することになる。例えば、スカラー場では

$$w = \frac{\dot{\phi}^2 - 2V(\phi)}{\dot{\phi}^2 + 2V(\phi)} \tag{3.10}$$

となり、ゆっくり転がっていれば宇宙項のように振舞う。一般には w は時間の関数である。 $w=-1$ か否かを観測的に判別することがダークエネルギーの正体に迫る上で重要な情報を提供する。それには w を 0.1 程度の精度で決定する必要がある。2.1 節で触れたディラトンによるシナリオでは、宇宙項の変動と基本定数の変動が関係してくる可能性がある [20]。

ダークエネルギーは負の圧力を持つから、宇宙がダークエネルギー優勢期になるのは比較的最近のことである ($z<1$)。つまり、観測で違いが現れるのは $z=1$ 以降の宇宙の膨張則の違いによるものである。この時期の有力な観測として考えられるのが、標準光源による $m-z$ 関係であり、近年の観測により Ia 型超新星が標準光源になる可能性が高まってきた。絶対等級 M と実視等級 m は光度距離 $d_L(z)$ と以下のように関係している:

$$m-\mathcal{M}=5\log(H_0 d_L) \tag{3.11}$$

ここで $\mathcal{M}=M+25-5\log(H_0)$ で、距離は Mpc を単位にした。平坦な宇宙では光度距離 $d_L(z)$ は以下のように書ける。

$$H_0 d_L(z)=(1+z)H_0 r(z), \tag{3.12}$$

$$H_0 r(z)=H_0\int_0^z \frac{dz}{H(z)}=\int_0^z \frac{dz}{\sqrt{\Omega_M(1+z)^3+(1-\Omega_M)(1+z)^{3(1+w)}}} \tag{3.13}$$

これからわかるように、$m-z$ 関係から Ω_M, w を決める際には、ハッブル定数 H_0 を決める必要はない。$\mathcal{M}$ が定数であるという情報で十分である。 Ia 型超新星から決められるのは $H(z)$ やその微分値 $\ddot{a}/a$ である。$\ddot{a}/a \propto -\Omega_M(1+z)^3-(1-\Omega_M)(1+3w)(1+z)^{3(1+w)}$ であるから、z にもよるが数係数は別にして基本的には $w+\Omega_M$ という組合せで制限が付けられる。一方、宇宙背景輻射の揺らぎの角度スペクトルのピークを見込む角度は、w を大きくすると最終散乱面までの距離が近くなるので大きくなる。また、ハッブル定数を小さくすると見込む角度は小さくなる。ダークマターの密度 $\Omega_M h^2$ を固定して考えてみると、宇宙背景輻射の観測からは $w-\Omega_M$ という組合せで制限が付けられることがわかる。したがって、w に対する強い制限を付けるには、宇宙背景輻射の観測だけではなく Ia 型超新星の観測と組み合わせることが重要である。

ここで、どの程度の精度が要求されるのかを簡単に見積もっておく。(3.13) 式と (3.11) 式から等級の誤差は各宇宙論パラメターの誤差と関係する。$\Omega_M=0.3, w=-1$ の回りで展開した時の δm と $\delta\Omega_M$ と δw との関係を示したものが図 3.1 である。この図が意味することは、Ω_M を 4% の精度で決めるには $z=1.5$ で明るさを 0.02 等級の精度で決める必要があるということである。また、0.02 等級では w は 0.09 程度の精度で決まるということである。z が 1 より大きくなっても精度が向上しないのは、先に述べたように高赤方偏移では宇宙は物質優勢であり、ダークエネルギーは宇宙膨張にはほとんど寄与しないことによる。もちろん、実際には多数の超新星を観測するので統計的な議論が必要である。この値はあくまで目安と考えていただきたい。

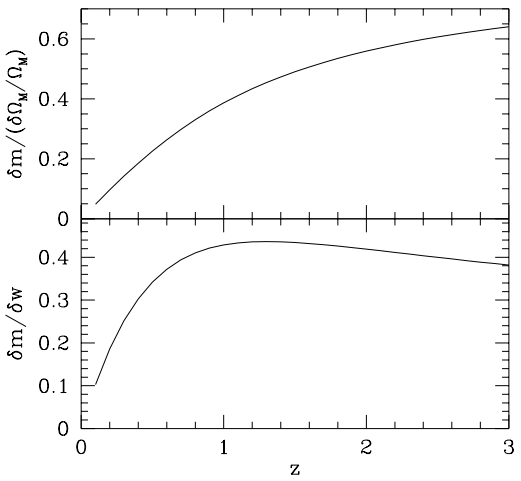


図 3.1: $\delta m, \delta\Omega_M, \delta w$ の z 依存性。

しかしながら、このことは直ちに高赤方偏移の観測は必要ないということを意味するものではない。超新星の観測ではダストによる遮蔽効果や超新星の進化などにより系統誤差の可能性が指摘されている。これらの効果とダークエネルギーによる加速膨張による効果とを区別するのが $z>1$ での観測である。ダストによる遮蔽効果が効いているとすると、高赤方偏移にいけばいくほど超新星は暗く見えるはずである。一方、ダークエネルギーは高赤方偏移では無視でき、宇宙は物質による減速膨張をしているので、超新星は逆に比較的明るく見えるはずである。$z=1.7$ の超新星 1997ff の解析により [40]、超新星の見かけの明るさの変化はダークエネルギーによるものである証拠が強くなったといえるが、$z>1$ のサンプルはまだ 2 例のみであり [46]、統計的な議論をする段階にはない。

Alcock-Paczyński テスト

本節ではダークエネルギーを光学・赤外望遠鏡を用いて観測的に調べる手段としての、拡張された Alcock-Paczyński テストについて述べ、この方法に最適な望遠鏡の設計を提案する。

Alcock-Paczyński テストとその拡張　銀河などの空間分布を使って宇宙の密度ゆらぎをマッピングすることにより得られる宇宙構造に関する情報はさまざまなものがある。一般に銀河などの位置のうち、天球面上の位置を正確に求めることは比較的容易であるが、動径方向の距離を得ることは難しく、特に高赤方偏移天体までの距離は赤方偏移そのものを距離の指標とするほかない。赤方偏移は主に宇宙膨張による波長の伸びから来るので第一の距離指標として用いられるが、正確な距離を与えるものではない。実際の共動距離からのずれの原因には 2 種類ある。

一つめのずれの原因は銀河の特異速度によるもので、銀河の一様等方時空に対する運動が原因で宇宙膨張とは別に赤方偏移あるいは青方偏移が加わる効果である。この結果、もともと統計的に等方的であるべきクラスタリングのパターンも、赤方偏移空間においては非等方的になる。小スケールでの非線形なクラスタリングでは、銀河がクラスターのポテンシャル中でランダムに運動するため、クラスターは視線方向に大きく引き延ばされたパターンに変形する。このパターンをモデル化するためには非線形クラスタリングによる速度場のモデル化が必要であり、経験的に指数型の速度分布関数によって表されることが知られている。一方、より大スケールの線形領域に着目すると、銀河はポテンシャルの極小点へとコヒーレントに落ち込むような運動をすることによって、非線形スケールの場合と逆に、赤方偏移空間では視線方向に圧縮されたパターンとなる。このパターンの変形は線形理論により記述できるため、経験的なモデル化は必要としないという利点がある。

二つめのずれの原因は、赤方偏移 z が十分小さくない場合に現れてくる効果によるもので、z と共動距離が比例しないことによるマッピング空間の変形である。この変形効果では一様等方宇宙モデルのパラメータによってその変形の仕方が異なるため、宇宙論パラメータの決定法、とくに真空エネルギー成分の探査法として有効であることがアルコック (Alcock) とパチンスキー (Paczyński) によって初めて提案されたものである。この効果のことは Alcock-Paczyński 効果、また、この効果を使った宇宙モデルのテストのことは Alcock-Paczyński テストと呼ばれる。Alcock-Paczyński 効果は、$z \ll 1$ の低赤方偏移空間においては存在しない。そこでここでは z が 1 に比べて無視できず、Alcock-Paczyński 効果が効くような銀河分布の領域のことを高赤方偏移空間と呼ぶことにする (このため、$z = 0.3$ も十分高赤方偏移である)。図 3.2 に Alcock-Paczyński 効果の概念図を示す。

おおざっぱにクラスタリングの統計をとるサンプルまでの距離が、着目しているクラスタリングのスケールにくらべて十分大きな場合を遠方観測者近似と呼び、多くの場合よい近似を与える。この簡単な場合には赤方偏移空間の視線方向の距離は実空間の距離に対して時刻に依存するハッブルパラメータ

$$H(z) = \sqrt{(1+z)^3\Omega_{M0} - (1+z)^2\Omega_{K0} + (1+z)^3 \exp\left(3\int_0^z \frac{wdz}{1+z}\right)\Omega_{V0}} \tag{3.14}$$

に比例してスケールが変形される。ここからわかるように質量パラメータ Ω_{M0}, 真空エネルギーパラメータ Ω_{V0} に加えて、ダークエネルギーの状態方程式パラメータ w への依存性も強い。ただし、$\Omega_{K0} = \Omega_{M0} + \Omega_{V0} - 1$ は曲率パラメータである。ダークエネルギーの状態方程式が時間変化するなら、積分 $\int wdz/(1+z)$ が寄与するので、観測される赤方偏移までの平均的な w の値が寄与することになる。観測サンプルが連続的に高赤方偏移までつながっていて、$H(z)$ の z 変化を精度よく調べられる、つまり、$H(z)$ のトモグラフィー (断層写真) が得られることができれば、w の時間変化をも得ることが可能である。

視線方向に垂直な方向の距離は、実空間に比べて角径距離

$$d_A(z) = \frac{1}{H_0\sqrt{-\Omega_{K0}}} \sinh\left[H_0\sqrt{-\Omega_{K0}}\int_0^z \frac{dz}{H(z)}\right] \tag{3.15}$$

に比例してスケールが変形される。ただしこの式は曲率が負 $\Omega_{K0} < 0$ の場合であり、その他の場合はこの式を解析接続した表式で与えられる。宇宙背景放射の観測においてもそうであるように、角径距離からは宇宙の曲率がよく定まる。

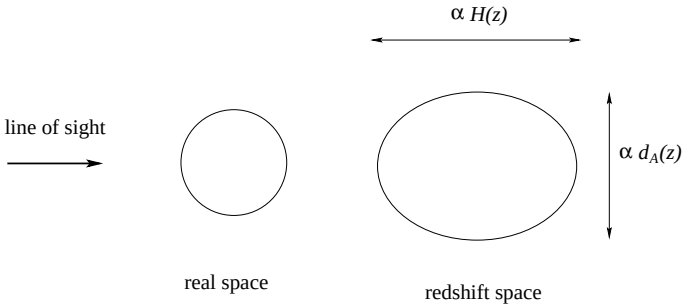


図 3.2: Alcock-Paczyński 効果。実空間における球形状のクラスタリングパターンが赤方偏移空間では変形されて回転楕円体形状となって見える。

もともと Alcock-Paczyński テストは視線方向と視線に垂直な方向のスケールの変形の比、すなわち関数 $H(z)/d_A(z)$ により宇宙パラメータ Ω_{M0}, Ω_{V0} を定めようとしたものであったが、これは実空間でのクラスタリングが等方的であるという情報のみしかない場合を考えたからである。だが、現代の宇宙論では、統計的なクラスタリングの強さも宇宙論パラメータを与えれば正確に予言できるので、スケールの比のみでなく、各々の方向への変形を独立に用いることができる。とくに、2 点相関関数 $\xi(r)$ のような比較的単純な統計量を考えると、これは実空間では等方的であり、2 点間の距離 r にのみ依存する統計量となる。赤方偏移空間では上で説明した空間の変形によって 2 点相関関数は非等方的になり、その変形はまさに Alcock-Paczyński テストの格好の対象となる。赤方偏移空間のクラスタリングの解析には特異速度の効果が無視できないが、この影響は少なくとも線形領域では理論的に扱うことができ、これに非線形領域のモデル化を用いて解析に取り入れることが可能である。こうしてクラスタリングの強さや特異速度の効果も考慮して、拡張された Alcock-Paczyński テストを考える。もともとの Alcock-Paczyński テストに比べて余分な効果が含まれているため、宇宙パラメータへの依存性は多少複雑なものとなるが、それだけ宇宙に関する情報も増えていることになる。この場合、いろいろな赤方偏移でのクラスタリングの強さを方向依存性も含めて解析する必要があるため、直接相関関数を求めて積分された情報から解析する伝統的な方法の他に、銀河分布そのものからベイズ統計解析によって宇宙モデルに制限を与えるという新しい方法もある。後者の方法は大スケールにおける線形領域のクラスタリングの解析において特に有効である。

次世代望遠鏡と Alcock-Paczyński テスト　Alcock-Paczyński テストにおいて、具体的に宇宙モデルを精度よく決定するにはどのようなデータが有効なのかが、次世代望遠鏡を考える上で重要なファクターである。そこで、上のように拡張された Alcock-Paczyński テストを用いたときに、どのようなサンプルを得る必要があるかを、ダークエネルギーの観点を中心にして考えてみる。

拡張された Alcock-Paczyński テストが有効であるために決定的に重要な条件は 2 つある。ひとつは、赤方偏移が十分大きな銀河分布サンプルを得ることである。とはいえ、z が 1 に比して小さすぎなければ基本的に観測可能である。赤方偏移が小さすぎると観測可能な実効体積も小さいため、コズミックバリアンスも無視できなくなる。もうひとつの条件は観測する銀河の空間的数密度である。理論的な振る舞いに不定性のない線形領域でクラスタリングの情報を十分得るために必要な数密度はそれほど大きくなくてもよいが、典型的には 1 個 $/(20h^{-1}\mathrm{Mpc})^3$ 程度の密度は必要である。この 2 つの条件は一般に両立しない。赤方偏移の大きなサンプルほど実効体積が大きく、サーベイされる銀河の数が同じであれば数密度は下がってしまうからである。さらに高赤方偏移の銀河は暗いので、積分時間も余分に必要になり、さらに数密度が下がる。そこで、両者の条件のバランスが重要ということになり、この目的に最適なサーベイをデザインする必要がある。

例えば、典型的な銀河サーベイでは $z \lesssim 0.2$ までの銀河の赤方偏移しかサーベイしない。典型的な銀河のサーベイである SDSS サーベイでの銀河の個数密度は 35 個 $/(20h^{-1}\mathrm{Mpc})^3$ 程度であり、密度は十分高いが赤方偏移が小さすぎるため Alcock-Paczyński テストにとっては最適ではない。一方、典型的なクェーサーサーベイにおいては $z \lesssim$ 2-3 の極端な高赤方偏移サンプルが得られるが、数密度も 10^{-3} 個 $/(20h^{-1}\mathrm{Mpc})^3$ と極端に小さくなり、やはり最適なサンプルではない。Alcock-Paczyński テストに必要なのは数密度 $\gtrsim 1$ 個 $/(20h^{-1}\mathrm{Mpc})^3$ を確保しつつ、できる限り大きな体積領域のサーベイを行うことである。実は、この目的にとって最適に近いサンプルが SDSS サーベイで観測されている。それは銀河の測光学的な情報から選ばれたルミナス・レッド・

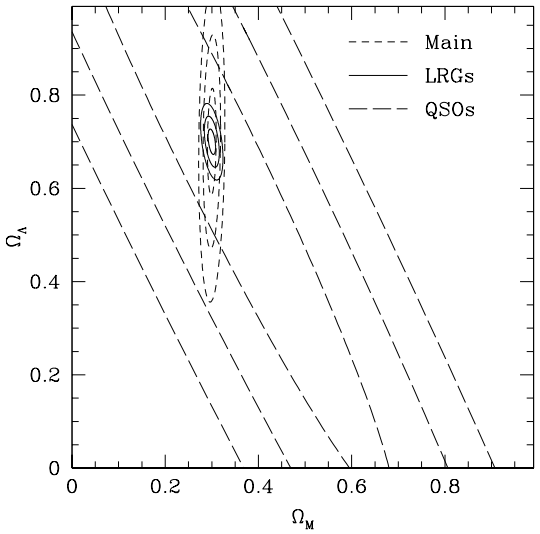


図 3.3: 拡張された Alcock-Paczyński テストを、SDSS サーベイにおける 3 種類のサンプルに応用したときに予想される、密度パラメータと宇宙定数パラメータへの制限 ([34] による。)。

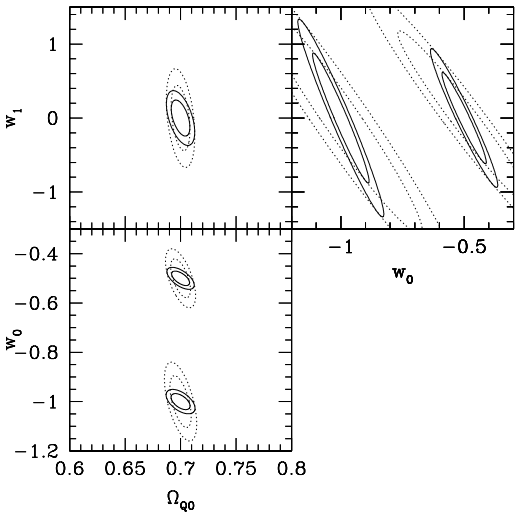


図 3.4: 拡張された Alcock-Paczyński テストを、SDSS サーベイにおけるルミナス・レッド・ギャラクシー (LRG) サンプルに応用したときに予想される、ダークエネルギーパラメータへの制限 ([35] による)。

ギャラクシー (LRG) というカテゴリーに分類されたもので、クラスターの中心部に多く存在する比較的赤くて明るい銀河である。これは、$z \sim 0.5$ までのセレクション関数がほぼ一定の一様なサンプルで、かつバイアスされているためにクラスタリングのシグナルも大きいという利点を持っている。

SDSS サーベイに、拡張された Alcock-Paczyński テストをベイズ統計解析に使った場合、どの程度宇宙定数に制限が得られるかを示したのが図 3.3 である。これは密度パラメータが与えられたときに課される宇宙定数についての制限の予想を統計的信頼性が 1σ, 2σ, 3σ となる範囲を表したものである。他の宇宙パラメータは固定されていると仮定した。通常の銀河 (Main) やクェーサー (QSOs) に比べて LRG が驚くほど宇宙定数を制限できることがわかる。つまりダークエネルギー成分に関する情報を多く含んでいるということであり、ダークエネルギーの状態方程式にも制限がつけられるであろうことを示唆する。実際、そうであり、図 3.4 に、LRG によって状態方程式を含むダークエネルギーのパラメータに対して予想される制限を示す。

ここでは簡単のため、ダークエネルギーの状態方程式の時間発展を

$$w(z) = w_0 + w_1 z \tag{3.16}$$

によってパラメータ化して、3 つのダークエネルギーのパラメータ Ω_{V0}(この図では Ω_{Q0} と表記), w_0, w_1 のうち任意の 2 つのパラメータに対する制限を書いてある。他の変数は固定されていると仮定した。内側の線は 2 つのうち一方のパラメータが固定されたときの他方の 1σ の範囲、外側の線は 2 つのパラメータを同時に制限するときの 1σ の範囲である。点線は銀河のバイアスパラメータがまったく不定の自由パラメータの場合に予想される制限である。この図からわかるように拡張された Alcock-Paczyński テストにより、状態方程式に対してもダークエネルギーの量と同時によく制限をかけることができる。ただし、LRG のサンプルは赤方偏移にして $z = 0.2 - 0.4$ がもっとも信頼性が高い。これは赤方偏移の範囲としては十分広いとは言えず、状態方程式の時間依存性を表す w_1 まで精度よく決めることは難しい。SDSS の場合 w_0–w_1 の図から $w_0 + 0.13 w_1 =$ 一定となる方向があまり決まっていないが、これは $z = 0.13$ における w の値によって Alcock-Paczyński 効果がほとんど決定されていることを意味し、観測されるサンプルの赤方偏移までの平均的な w のみが決め手となっていて、その時間変化にはほとんど依らないことの現れである。

そこで、$w(z)$ の時間変化まで観測するためには、当然ながら十分深い赤方偏移までのサンプルを得ることが必要になる。だが、従来のサーベイのように、天球面上の領域を固定してその中で明るさや色などで決めた基準を満たす銀河をすべて調べるという方法では、必然的に高赤方偏移の銀河の数密度が下がってしまって、

Alcock-Paczyński テストを使える条件が満たされなくなってしまう。そこで、赤方偏移の大きな銀河は天球面の小さな領域に絞ったサーベイにより実空間の数密度を上げ、比較的赤方偏移の小さな銀河は実効体積を減らさないために天球面の大きな領域のサーベイを行う、という方法が考えられる。つまり、複数の赤方偏移サーベイを多層構造にして組み合わせるのである (図 3.5)。

このとき、正確な赤方偏移を測る前にあらかじめある銀河の赤方偏移をおおざっぱに知っている必要があるが、これには測光学的赤方偏移 (photometric redshift) を用いればよい。

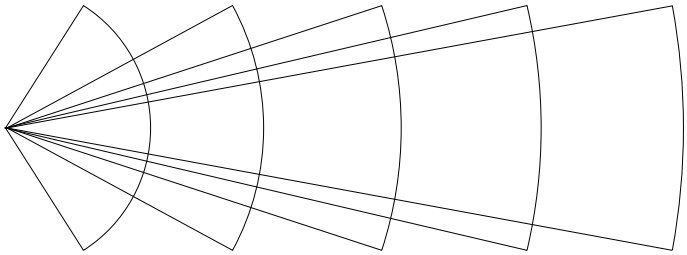


図 3.5: Alcock-Paczyński テストに適したサーベイの幾何学的概念図。赤方偏移の小さな銀河は天球面上の広い領域を疎にサンプルし、赤方偏移の大きな銀河は小さな領域を密にサンプルする。おのおのの領域に最適な望遠鏡のスペックはそれぞれ少しずつ異なり、複数台の望遠鏡を設計して同時に運用することにより効率が最大になる。

このようなサーベイのために必要な望遠鏡のスペックは低赤方偏移側と高赤方偏移側の銀河で異なる。低赤方偏移側では銀河のサンプリング率はそれほど大きくなくてもよいが、広い領域をサーベイしなければならない。したがって、集光力よりも視野の広さの方が重要である。逆に、高赤方偏移側ではサーベイ領域は狭いが、暗い銀河のスペクトルをとらねばならないことになり、視野の広さよりも、大きな集光力の方が重要になる。したがって、低赤方偏移側から高赤方偏移側へいくつかの赤方偏移の範囲に分け、範囲ごとに別々に複数台の最適化された望遠鏡を設計して赤方偏移サーベイを行うことにより、最大の効率が得られる。また、各赤方偏移の範囲で同時に観測を行うことができるため、サーベイ時間も短縮される。

現在、深い赤方偏移サーベイとして現在進められている DEEP-II サーベイでは口径 10m のケック望遠鏡などを用いて $z \sim 1$ の暗い銀河の赤方偏移サーベイを行っているが、I_{AB} バンド 24 等級程度まで 90 晩かけて 2 平方度の小さな領域にある 50,000 個の銀河の赤方偏移を同定している。したがって、現在の技術だけしかなかったとしても、10m 級の望遠鏡を複数台専用にして数年間観測すれば、数十平方度の領域にわたって上で示した Alcock-Paczyński テストに必要な数密度を $z \sim 1$ の銀河についても満たすことができる。

このように、Alcock-Paczyński テストにおいては単一のスペックを持つ高性能の望遠鏡を一つだけ用いる方法では効率が悪い。分光器をもつ複数台の望遠鏡を同時に用いて連携させて観測を行うことが重要である。Alcock-Paczyński テストだけでなく、一般に観測的宇宙論の目的には、宇宙のより広い領域をくまなく調べ尽くすサーベイ観測が重要である。近傍宇宙と遠方宇宙のサーベイに必要な望遠鏡は自ずと異なる。ここに示したように近傍宇宙から遠方宇宙まで、スペックを段階的に変化させることにより、Alcock-Paczyński テストの特殊な目的のみならず、宇宙の大規模構造のデータ、あるいは銀河カタログとしても極めてユニークなサンプルを得ることになる。特に、高赤方偏移から低赤方偏移への宇宙の姿の進化を調べるための高品位なデータを提供することになり、高い科学的価値を生み出すであろう。

3.3.3　ダークマター

重力レンズを用いたダークマター検定 (副構造他)

WMAP をはじめとする様々な宇宙論観測によれば、宇宙に内在するエネルギーの大半はダークエネルギーやダークマターといった目に見えない成分で占められている様であり、敢えて言うならば我々天文学者は宇宙についてまだ何も知らないと言うべきではないだろうか。この問題の解決、あるいは解決の糸口をつかむことが、21 世紀の宇宙論における最も重要な課題と考える。

宇宙に内在するエネルギーの約 3 割はダークマターであると考えられている。そこで、このダークマターがどのような形態で宇宙に存在しているかを探ることが、ダークマターの性質について知る手がかりとなろう。これまで、銀河系内部、あるいは他の円盤銀河や楕円銀河における銀河動力学の解析、さらに銀河団内の銀河運動、高温ガスの封じ込め、あるいは重力レンズ現象の解析といったことから、宇宙の明るく光っている部分のおおよそ全てにダークマターがあることが知られている。(但し、銀河系に向けて落下してきていると思われる High Velocity Clouds にダークマターが付随しているかどうかは、まだ不明である。) また、さらに大きな空間スケールでも、銀河サーベイや弱い重力レンズサーベイなどによって、ダークマターの存在割合が導かれている。特に WMAP の結果によると、ダークマターの存在形態は、宇宙項で支配された宇宙における冷たい暗黒物質 (CDM) の予言と精密に一致することがわかってきた。CDM の予言は、銀河サーベイや弱い重力レンズサーベイの結果もうまく再現することから、現在ではダークマターの最有力候補として考えられている。

ところが、個々の銀河スケール (共動長が 1Mpc より小さい空間スケール) になると、CDM の予言が様々な銀河の観測結果と深刻に食い違うことが判明してきた [39]。これは CDM crisis と呼ばれ、以下のようにまとめられる。

1. ダークマターで支配されている (ガスが豊富な) 矮小銀河において、その中心部の回転曲線の立ち上がり方が CDM の予言よりも緩やかである。(**中心カスプ問題**)
2. CDM の予言では、銀河系のような典型的な明るい銀河の周りに数百以上のダークマタークランプ ($10^6 \sim 10^8 M_\odot$ の CDM サブハロー) の存在が期待されるが、銀河の周りには十数個程度の伴銀河しか存在しない。(**衛星銀河問題**)

(その他にも、銀河系の観測から得られている比較的球に近いダークハローの形と、CDM から得られる一般に 3 軸非対称となるダークハローとの食い違い、などがある。) これらの大きな 2 つの問題はどちらも、ダークマターの階層的合体、すなわち、「質量が小さくて密度の高いダークハローが合体することによって質量の大きなダークハローが作られる」という過程を反映したものであり、問題の原因は共通している。さらにこの問題は、銀河が階層的合体を経てどのようにして形成されたか、銀河形態の起源は何か、といった銀河の形成過程とも密接に関わってくる。

問題 1 の中心カスプ問題に関しては、矮小銀河の回転曲線決定の不定性や CDM の予言の分散性などから最近解決の糸口がつかめてきたこと、また次期望遠鏡を待たなくても解決され得ると期待されるので、ここでは問題 2 の衛星銀河問題に焦点を置く。銀河の周りに多くの CDM サブハローが存在しているかどうかを探るには、それ自身は光って見えないことから、個々のサブハローが及ぼす重力の影響を通して調べるのが良い。大きく分けて 2 つの方法が考えられ、(1) 星やガスといったトレーサーの動的状態を調べる、(2) 重力レンズを用いて背景の光源を調べる、となる。

(1) に関しては、今のところ銀河系の伴銀河や球状星団の外縁構造、さらにそれらの潮汐破壊に伴うストリーム構造に対する CDM サブハローの影響を調べる方法が提案されているが、概して効果が弱いこと、大マゼラン雲からの重力摂動が大きいことなどから、まだ決定的な結論は得られていない。いずれにせよ、GAIA や JASMINE などの次世代位置天文衛星によって高精度な三次元運動の観測が要求される。

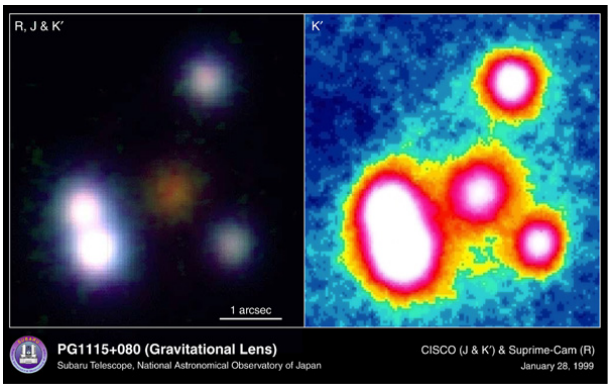


図 3.6: すばる望遠鏡による多重像クエーサー (PG1115+080)。(カラー 19 ページ)

(2) の重力レンズによる方法は近年大きく進展してきた。クエーサーの中には、手前の銀河 (主に楕円銀河) による重力レンズによって、4 個以上の像を持つ多重像クエーサーが多く見つかってきているが、そのようなレンズされたクエーサーの幾つかにはそのフラックス比が (サブハローがない) なだらかなダークハローによる重力レンズでは説明できないものがあることがわかってきた。

その一例としてすばるでも観測された PG1115+080 というクエーサーの像を図 3.6 に示す。左斜め下にある 2 つの近接した像 (A1, A2) は、原理的には全く同じフラックスを持っていなければならないのだが、明らかに大きく違っていることがわかる。(他の HST 等による多波長観測によって、星間吸収の効果ではないことも分かっている。) そして、このような異常なフラックス比の特徴とその出現割合を説明するためには、丁度 CDM が予言する程度の CDM サブハローがレンズ銀河に存在すれば良いという考えが広まってきた [5]。このように、重力レンズの方法を用いてレンズ銀河に存在する CDM サブハローの様子が見えてきたようであるが、依然として以下の点が不明である。

- レンズ銀河の恒星によるマイクロレンズの効果が完全に分離できていない。
- CDM サブハローの具体的な性質 (空間分布、質量分布、あるいはパワー・スペクトルなど) が全くわからない。特に、銀河のタイプによってサブハローの性質が系統的に変わるかどうかもわからない。

これは、点源であるクエーサー像のフラックス比を用いた解析だけでは不可能な内容であるので、重力レンズの方法をさらに有効活用するためには、点源ではなく空間的に広がったソース像を用いると良い。そこで、以下のような観測計画が考えられる。

1. 中間赤外線域での多くの重力レンズ効果を受けたクエーサーの観測。赤方偏移したダストトーラスからの近赤外線フラックスは、恒星によるマイクロレンズ効果の影響を全く受けないので、CDM サブハローの良い検定となる [6]。
2. 多くの重力レンズ効果を受けたクエーサーにおいて、狭輝線 + 広輝線放射領域からの輝線 2 次元マッピング。重力レンズの摂動天体が恒星か CDM サブハローかに依存して等価幅が像毎に変化する [36]。
3. 銀河同士の重力レンズ効果によってアーク状に引き伸ばされた銀河像の高空間分解能撮像。CDM サブハローによってそれらのアインシュタイン半径[1]以上の大きさの摂動が像に与えられ、それはソース像に内在する本来の副構造と区別できる。同様な方法で、初代天体起源のブラックホール探査が次世代電波干渉観測によって可能となることが示されている [24]。
4. 多くの重力レンズ効果を受けたクエーサーに対して、長期間に渡るフラックスと位置のモニター観測。重力レンズの摂動天体の性質に依存して、これらの観測量の特性が変わる。

1, 2 は、ソース像の見込み角度と重力レンズの摂動天体のアインシュタイン角度の比において、恒星と CDM サブハローとで大きく異なっていることを利用したもの、3, 4 は、レンズイメージの性質を直接調べるものである。1, 2 は、現存の 8-10m 望遠鏡でも多少実行可能であるが、一般的に暗い大半の観測ターゲットでは不可能なので、銀河ごとに CDM サブハローの性質の違いはあるかといった統計的な研究ができない状況にある。そこで、それぞれの計画において必要とされる観測装置は以下のようになる。

必要とする望遠鏡、装置

	望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
1	地上	> 20m	中間赤外撮像	$8 - 26\mu$m	–	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0.''1$
1	スペース	> 3m	中間赤外撮像	$8 - 26\mu$m	–	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0.''1$
2	地上	> 20m	面分光	$1 - 5\mu$m	$R > 1000$	–	FWHM $< 0.''1$
2	スペース	> 3m	面分光	$1 - 5\mu$m	$R > 1000$	–	FWHM $< 0.''1$
3	地上	> 30m	撮像	—	–	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0.''02$
4	地上	> 20m	撮像	—	–	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0.''1$
4	スペース	> 3m	撮像	—	–	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0.''1$

[1] $\theta_E \sim 0.03(M/10^8 M_\odot)^{1/2}(D/Gpc)^{-1/2}$ 秒角。ここで D は、観測者、レンズ、ソース間で定義された距離比である ($D = D_L/D_S/D_{LS}$)。

ダークマター候補コンパクト天体の探査

宇宙の物質の大部分を占めるダークマターの正体の解明は現在の宇宙物理学及び天文学における最重要課題の一つである。その候補として次の二つが挙げられる。

1. アクシオンや超対称性粒子等、地上の実験室で観測されていない未知の素粒子。

2. ブラックホールやクオーク星等のコンパクトな天体。

この二つの内、冷たいダークマター (CDM) として有力視されているのは前者であるが、後者の可能性も捨て切れない。実際、大質量星程度 ($10^{1-3}M_{\odot}$) 若しくは月質量以下 ($< 10^{-7}M_{\odot}$) の質量をもつコンパクト天体については観測的な制限は殆どついていない [52, 1]。大質量星程度 ($10^{1-3}M_{\odot}$) の領域はいわゆる恒星と銀河中心にあるような超巨大ブラックホールの間の中間質量領域で、超巨大ブラックホールの種となる可能性もあって興味深い。又、微惑星や彗星の質量は一般的にいって月質量以下であり、遠方における月質量以下の天体の情報を得ることは系内および系外惑星系形成を理解する上で極めて重要である。

これらのコンパクト天体による重力レンズ現象を大型光赤外望遠鏡 (口径 $>$ 8m) によって観測することによって、宇宙に占めるその総量の上限を知ることが出来る。

A. 大質量星程度の質量をもつコンパクト天体の探査

$10^{1-3}M_{\odot}$ の質量を持つコンパクト天体による重力レンズ現象を光学望遠鏡で観測するには次のような系が適している [48]。

- 光源 = 銀河団 (質量 $\sim 10^{15}M_{\odot}$)
- レンズ = 銀河団ハロー内のコンパクト天体

大質量星程度の質量をもつコンパクト天体の場合、増光率が数倍程度のイベントのタイムスケールは 10 年以上のオーダーになってしまうので、背景の星がレンズのアインシュタイン半径に比べ十分レンズに近い経路を通るようなイベント、即ち増光率が大きくてタイムスケールの短いイベントを探す必要がある。そのためにはコンパクト天体によるマイクロレンズ効果に対する光学的距離が $\tau \sim 0.1$ 程度と大きくなくてはならない。レンズ (コンパクト天体) を有する銀河団と遠方の別の銀河団が数分以内に重なってみえているような系はその一例である。(具体例として、Abell 2152($z = 0.04$) およびその背後の $z = 0.13$ の銀河団が知られている。) 視野 $30' \times 30'$、限界等級 $m_I = 26$ ($S/N = 5$) の望遠鏡 (すばる/Suprime-Cam) で 10 晩程度このような系を観測すれば観測者に近い側の銀河団ハロー中のダークマターの総量の数パーセント程度まで制限を付けることが可能であり、現在アーベル銀河団 A2152 の背後の銀河団のレンズ増光に関する観測の解析が進められている [49]。

しかし、観測値から正しい制限を付けるためには以下の物理量に対する不定性に注意する必要がある。

1. 背景銀河団の銀河の中の星の光度関数の不定性

2. コンパクト天体の質量と距離の不定性

1 の問題を解決するためには理論的な方法と観測的な方法の 2 種類があるが、遠方の銀河の星を分解するのは難しく、完全に観測的に決定するのは不可能である。現実的には、より近傍の様々なタイプの銀河における星の光度関数を精密に測定し、そのタイプによるばらつきなどを系統的に調べる必要がある。これは銀河の進化史、星形成史などの研究でも重要であり、将来の大型望遠鏡によってそうした方面からのアプローチがなされるであろう。又、2 の問題を解決するためにはマイクロレンズによって増光した星の色を測定し、間接的に星の絶対光度を求めれば良い。そのためには多バンドによる観測が必要であるが、これは現時点でも可能な解決策であり、特に大きな問題とはならない。

では、将来計画で何をめざすべきだろうか? 最も単純明快な方向は、コンパクト天体の存在量に対する感度を劇的に向上させることである。銀河団をカバーするには視野として $30' \times 30'$ ぐらいのもので十分なので、よ

り強い制限を得るためにはフラックス限界を向上させれば良い。地上ならば数十メートル級でかつ広視野、あるいはスペースでの広視野望遠鏡がよい。とくに、スペースで得られる高分解能は、マイクロレンズ現象の母銀河上の位置を精密に決めることによって天体の性質をよりよく把握するために有用である。

そのように感度を向上させれば、科学的ターゲットはもはや冷たい暗黒物質 (CDM) ではない。中間質量ブラックホールは第一世代星によって大量につくられる可能性が指摘されている。特に、すばるディープフィールドなどの解析で指摘された、近赤外線の宇宙背景放射が銀河の足しあわせでは説明できないかもしれないという問題 [50] は、第一世代星の星形成率が非常に高く、通常の星と同程度つくられて、その多くはブラックホールになったと考えれば解決される可能性がある [41]。現在達成できるコンパクト天体存在量に対する感度を 10 倍ほどあげることができれば、こうした第一世代星起源の中間質量ブラックホールの検出も視野に入ってくる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	視野	空間分解能
地上	> 10m	撮像	赤外–可視光	$30' \times 30'$	FWHM $< 0''.1$
スペース	> 2m	撮像	赤外–可視光	$30' \times 30'$	FWHM $< 0''.1$

B. 月質量以下の質量をもつコンパクト天体の探査

$10^{-7} M_\odot$ 以下の質量をもつコンパクト天体による重力レンズ現象を光学望遠鏡で観測するには以下のレンズ系が適している [25]。

- 光源 =M33 中の A,B 型星
- レンズ = 天の河銀河ハロー内のコンパクト天体

局所銀河群中の主系列星を光源とした場合、月質量以下のコンパクト天体に対しては、光源の大きさの効果が無視出来なくなり、小さくてより明るい光源である A,B 型星を多く含む銀河の方が都合が良い。月質量以下のコンパクト天体の増光を捉えるためにはこの光源の大きさの効果のため、光源までの距離に比べて地球に近いレンズ天体による増光しかとらえることが出来ない。従って増光のタイムスケールは非常に短いものとなる。例えば、増光に対して $S/N = 6$ 程度の精度の観測の場合 $10^{-11} M_\odot$ の質量のコンパクト天体の増光のタイムスケールは数秒程度となる。すばる/Suprime-Cam による数晩の観測 (露出時間 = 数秒、$S/N = 15$) により、$10^{-7} M_\odot$ から $10^{-10} M_\odot$ 程度の質量領域に対する制限 (ハローの 10 パーセント程度まで) が付けられるが、将来計画において、より小さい質量領域 ($< 10^{-10} M_\odot$) を探索するために以下の問題を克服する必要がある。

1. 短時間露出における S/N 比の低下
2. CCD 読み出し時間の限界
3. レンズ以外による増光との誤認

地上の観測では夜空の背景光のため 1 の問題を避けられないので、すばると同程度の口径、視野をもつ望遠鏡を宇宙に打ち上げることが望ましい。又、$0.5 - 5$ 秒の露出時間で $\sim 10^{5-6}$ 枚の M33 の写真を撮るためには、CCD 読み出し時間の著しい短縮 (1 分程度 $\rightarrow$1 秒程度) が必要である。又、光源自身の増減光との区別を付けるために、多波長による観測が必要である。これらの条件を満たした観測が行われれば同時に数十から数百天文単位にある小天体による掩蔽現象も捉えることが出来る [25]。つまり、上記の問題点を克服するような広視野で S/N 比が大きくかつ短時間露出を連続的に行える観測機器が作られれば、ダークマターの制限に使えるだけでなく、太陽系の形成史の上で重要な鍵を握るオールト雲彗星の空間分布を直接的に求めることが可能になるので、極めて魅力的である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	視野	空間分解能	CCD 読み出し時間
宇宙	> 8m	撮像	赤外–可視光	$30' \times 30'$	FWHM $< 0''.1$	< 1sec

γ 線バーストによる宇宙論

γ 線バースト (以後 GRB) の赤外観測を用いた天体ダークマターの検出可能性とダークエネルギーの状態方程式について記す。

GRB は宇宙で最も明るく激しい現象であるが、その正体はこの 30 年来、現代宇宙物理学最大の謎の 1 つである。GRB は宇宙論的な距離から年間 1000 回程度、$10^{-3} - 10^{3}$ 秒間、γ 線がやってくる現象であり、γ 線の後に X 線から電波で巾的に減光する残光現象を伴う。1997 年の残光発見により GRB が宇宙論的な距離にあることが分かり、未知の中心エンジンから放出される、ローレンツ因子が 100 をも越える相対論的陽子流ジェットが衝撃波を起こすことで GRB や残光が生じることがほぼ明らかになった。また、継続時間の長い GRB は、星形成領域で起こること、極超新星と同時に現れることなどから重い星との関係が確立されつつある。しかし、どのような重い星がどのようにして陽子流を形成するのかという根本的問題は全くわかっていない。中心エンジンとしてもカーブラックホール説、ミリ秒マグネター説等諸説あるが推測の域を出ていない。最近では HETE-II 衛星による残光の再増光の発見などで新たな謎も生まれている。

この様な背景の下、GRB 自体の研究とは独立に宇宙論への応用の道が開けてきている。つまり、その最大の明るさを用いた最遠方宇宙の探索である。既に $z = 4.5$ の GRB が発見されており、これは確認されている最も遠い銀河やクエーサーに匹敵する。また光度–遅れ相関 [38, 26] などを用いて z が特定できない GRB の中に既に $z > 10$ の GRB があると推定されている (例えば [32])。継続時間の長い GRB は重い星と関係するので、宇宙最初の星が GRB になっても不思議ではない。実際、最近の WMAP 衛星による宇宙背景放射の観測から宇宙最初の天体は $z > 17$ での重い星であることが示唆されている [29]。(遠方のクェーサーを用いた化学時計によると、ふつうの星もそのころにできはじめたらしい [57]。) 2003–2004 年に稼働する GRB 専用衛星 Swift は $z = 100$ まで観測可能で [30, 11]、$z = 10$ を越える天体発見という飛躍的な展開が間近に迫っている。

赤外域でのターゲットは GRB の残光である。残光は明るいので非常に高赤方偏移でも観測可能である。特に高赤方偏移でもある時間に見た残光はあまり暗くならない。その理由の一つとして、残光は初期ほど明るく、高赤方偏移ではより初期の光を見ることに対応するからである。$z = 15$ でも GRB の 1 時間後に見た残光の明るさは 2μm で約 100μJy である。また、2μm で 100nJy よりも明るく、$z > 5$ の GRB が全天で常に約 15 個あると推定されている [11] (もちろん用いたパラメータによる)。これらの推測は残光の前方ショック領域からの放射に関するものであるが、後方ショック領域からの放射の観測も期待できる。後方ショック領域からの放射は主に光学に放射されるので (可視光フラッシュと呼ばれている) 高赤方偏移では赤外域が最適である。また、可視光フラッシュは初期 ($z = 0$ で約 10–100 秒) では非常に明るい。これまで最大 9 等級 (アマチュアの望遠鏡で見える明るさ) の可視光フラッシュ($z = 1.6$) が観測されている。

残光は広帯域での放射であるため、吸収線の情報から途中の星間物質に関する知見、例えば宇宙の再電離や金属汚染の歴史、が得られる。低赤方偏移では光学で行われてきた吸収線の研究が、高赤方偏移ではそっくりそのまま赤外で行えることになる。また、高赤方偏移では赤外に現れる Ly α トラフを用いれば、再電離前ならば GRB の赤方偏移を決定できる [30]。これは高赤方偏移の星生成率を求めるためにも重要である。というのも、GRB は重い星と関係するから、各赤方偏移での GRB の頻度は宇宙の星生成率を反映するからである [47]。また、他の方法 (光度–遅れ相関など) で GRB の絶対光度を求めることが出来れば、GRB を Ia 型超新星のように使って宇宙の状態方程式に制限を与えることが出来る。また、高赤方偏移では重力レンズがおこりやすくなるため、残光の重力レンズを用いて宇宙のコンパクト天体 (約 1 太陽質量) に対する制限が得られる可能性もある [33, 27]。

観測は、まず、Swift のような GRB を検出し、その情報を即座に発信する衛星との共同作業が必要となる。ここでは、 GRB 検出衛星は存在するとして、その後の光赤外における追求観測のみに注目する。$z = 10$ の GRB の残光 (アフターグロー) の K バンド等級は

$$K \sim 22\mathrm{mag} \left(\frac{t}{1\ \mathrm{day}} \right)^{-4}$$

と推測されている [30] (Fig.3)。光度はすぐに暗くなってしまうので、情報を受け次第、一刻も早く望遠鏡を GRB に向ける必要がある。そのためには、常に待機している GRB 専門の望遠鏡が必要になる。夜の側でお

こった GRB をいつでも観測できるようにしておくためには、北半球と南半球にそれぞれ、経度方向にほぼ等間隔に 3 台以上必要となるので、合計で 6 台以上の専門望遠鏡が必要となる。すばるの 1 時間の観測で、$S/N = 5$ の検出限界が ~ 22 等級なので、10m クラスの専門望遠鏡をそろえることができれば、GRB 発生から 1 日は K バンドでの撮像で観測ができる。吸収線を調べたりするためには、分光が必要となるが、これは GRB 発生の直後しか行うことはできない。従って、一刻も早く望遠鏡を向け、まずは分光を行うことになるだろう。波長分解能は $R = 10,000$ 程度あれば十分であろう。また、GRB の残光の光度がどう変化するかは GRB の周囲のガスの状態に対して情報を与えてくれるので、連続してデータがとれることが望ましい。そのためにも、できるだけ多くの専門望遠鏡をそろえる必要がある。

GRB を観測していない時間は、GRB が発生した母銀河の捜索、および母銀河のスペクトルをとるなどの追求観測を行ったり、深撮像サーベイを行ったり、ある一定の速度で全天を観測し、突発天体や短い時間変動の検出、あるいはスペースガードに使うなどが可能と思われる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	> 10m	分光、撮像	赤外–可視光	$R \sim 10,000$	–	FWHM $< 0''.1$

コスミック・ストリング探索

コスミック・ストリング探索の意義　2004 年 2 月、WMAP の第一年次結果発表は宇宙論観測的研究に大変重大なインパクトを与えた。我々の宇宙はインフレーションが予言する通り平坦な空間であり、宇宙に内在するエネルギーの内訳は、宇宙項に代表される斥力エネルギーが 70%を占め、ダークマターが 30%、見える物質バリオンは全体の僅か 4%として 3 番目に登場するに過ぎないことがほぼ確定した。更に宇宙の構造形成について、インフレーション時の量子ゆらぎをタネとするダークマターの密度揺らぎが重力成長を遂げた結果、宇宙のあらゆる構造が形成されたとする標準シナリオが確立したといえる。つまり、宇宙の大枠は理解されたということになる。この状況は Z/W ボソンがワインバーグ・サラム電弱統一理論の予言と寸分違わず発見され、素粒子の標準模型が確立した時と相似のように思える。

2004 年のこの時点に立って、宇宙論・天文学の観測的研究の将来をどのように展望するか、次の三つの立場が考えられる。

A)　宇宙項 = ダークエネルギーとダークマターの実体の探究。

B)　WMAP の枠組の中で、天体形成を各々具体的に理解する。

C)　WMAP-CMB の大網に掛からない標準宇宙モデルの綻びを探し、ブレイクスルーを狙う。

WMAP はインフレーションの性質に一定の制限は設けたが、インフレーションを引き起こした場やポテンシャル、相転移の物理など、インフレーションの内部メカニズムについて具体的な解答を与えた訳ではない。これらの宇宙論の根本問題は依然として主に理論的検討の範囲であり、観測的・実験的には未確定のままである。A) と B) に関しては、本報告の他の章で取り上げられている。ここでは、C) の立場から、宇宙紐 (コスミック・ストリング) 探索と遠方大規模構造探索を提案する。

背景　歴史的背景としては、コスミック・ストリングを代表とする位相欠陥 (TD) は素粒子の統一模型において自発的対称性の破れの機構により初期宇宙で自然に予言されるため、精力的に研究がなされた。特にコスミック・ストリングは銀河や大規模構造といった宇宙の構造形成のタネとして期待された。WMAP の観測結果はその構造形成の主役としての役割を完全に否定したと言える。しかし、CMB 観測と矛盾しないでコスミック・ストリングを含むインフレーションモデルは今も精力的に研究が行なわれている [12, 4]。

そのひとつ、ポテンシャル中をゆっくりと転がり落ちるスカラー場の場合のインフレーション (slow roll inflation) を可能にするということからも理論的に期待され検討されている D 項インフレーシンモデルは、$U(1)$ ゲージ相互作用がインフレーションの平坦なポテンシャルを生み出す構造を持つことから、必然的にコスミッ

ク・ストリングの生成を予言することになる。そしてこのモデルでは WMAP によって観測された宇宙マイクロ波背景放射のパワースペクトルへの抵触を避けることができるとされる [16]。このようにコスミック・ストリングはインフレーション研究において理論的には依然として健在であり、観測的検証が重要課題であることは間違いない。構造形成の主役の座からは退いたが、コスミック・ストリングが弱い或いは稀にしか存在しないものであっても、その存在が発見されたなら宇宙の理解に飛躍的発展をもたらすことになる。

実際、コスミック・ストリングを代表とする TD は宇宙相転移に際してむしろ自然に予言されるものであり、現にコスミック・ストリングの存在を期待させるような観測も現われている。即ち、文献 [42] では、コスミック・ストリングの重力レンズ現象によって自然に説明される天体が報告され、その可能性が吟味されている。これについては下でさらに述べる。また、(次世代の) 大規模サーベイにおいて、重力レンズ現象を利用したストリング探査の可能性が議論されている [23]。実際にすばる望遠鏡を使った探査も始まっている [44]。

更に、超高エネルギー宇宙線実験において、GZK カット $\approx 10^{20}$eV を越えるイベントが数例検出されたとする AGASA の報告がある。これを信ずるならそれらの宇宙線の起源は数十 Mpc 以上の遠方ではあり得ず、その範囲には強力な活動天体は見当らないことから、起源は謎となる。そこで、コスミック・ストリング崩壊による超高エネルギー粒子放出説 [3] が浮上したり、或いは特殊相対論がこのエネルギースケールでは破れていることが議論されたりもして、物理学の基本原理に関わる重大問題となっている。但し、AGASA 実験のエネルギー決定精度が充分信頼に足るかは議論の残る所である。AGASA は地上アレイ方式なので、巨大空気シャワーの一断面しか測定しておらず、イベントの全エネルギーへの変換はモデルに頼らざるを得ないからである。因みに、宇宙線空気シャワーの発する蛍光を測定してイベントの全エネルギーを評価するカロリーメーター方式の実験 (Hires) では、GZK カットオフが見え始めているという報告がなされている。しかしながら両実験とも統計がまだまだ充分とはいえず、今後、独立なエネルギー測定法による複数の高統計超高エネルギー宇宙線実験の進展が望まれる。

コスミック・ストリングによる重力レンズ現象　一般に相転移を起こした場が $U(1)$(ゲージ) 対称性を持ち、場に位相の内部自由度があると、自発的に対称性の破れた相転移後の “真” の真空状態の位相が場所によって異なってもよいことになる。これはインフレーションを起こした場が $U(1)$ 対称性をもっている場合も同様である。この時、閉じた曲線に沿って場の位相が 2π だけ回転していれば、その曲線で張られる面上に位相の定義できない特異点が生じる。この特異点では “真” の真空に相転移することができず、対称性を保ったままのエネルギーの高い “擬” 真空となる。3 次元空間ではこの特異点は線状に連なり、コスミック・ストリングとなる。

コスミック・ストリングの作る重力場の基本的な性質は Vilenkin によって明らかにされた [51]。それによると、真空中のストリングの作る重力場は、局所的には平坦でミンコスキー時空と変わりがないが大域的には円錐型の特異性を持つ。即ち、静的な重力場はストリングを中心とする円錐型時空となる。この円錐型時空を特徴付けるパラメータは、欠損角 δ と呼ばれる角度で、ストリング単位長さ当たりの線密度 μ と $\delta = 8\pi G\mu/c^2$ のように関係している。$G\mu/c^2$ の観測的上限として、CMB より $G\mu/c^2 \lesssim 10^{-6}$ が得られている [31]。

先に述べたように、エネルギー密度 μ を持つストリングは周囲の空間を収縮し、ストリングを周る一周が $\delta = 8\pi G\mu/c^2$ だけ小さくなる (いわゆる角度欠損)。α を光源天体への視線ベクトルとストリング方向のなす角度、R_s、R_q をそれぞれ観測者とストリング間、観測者–光源天体間の距離とすると、ストリングの背後 $\delta \times \sin\alpha$ にある天体は、ストリングと垂直な方向に

$$\Delta\theta = \delta\frac{R_q - R_s}{R_q}\sin\alpha \simeq 5''\left(\frac{G\mu/c^2}{10^{-6}}\right)\frac{R_q - R_s}{R_q}\sin\alpha$$

だけ平行移動した像が加わり、2 重像となる。このメカニズムによる 2 重像は歪みを受けず、増光もされない。つまり、明るさ、色、形状の等しい天体が長いストリングに沿って現れることが期待される。また、距離 R_s(赤方偏移 z_s) の一本のコスミック・ストリングが距離 R_q(赤方偏移 z_q) にある光源に対して、重力レンズを起こす確率は次のように見積もることができる [23]。

$$P(z_s, z_q) \sim 5 \times 10^{-6}\left(\frac{G\mu/c^2}{10^{-6}}\right)\left(\frac{R_q - R_s}{R_q}\right)$$

観測的検証　コスミック・ストリングによる二重像の間隔 $\Delta\theta$ は、WMAP の宇宙マイクロ波背景放射の観測から得られる上限である $G\mu/c^2 = 10^{-6}$ の場合、$R_q \gg R_s$、かつ $\alpha = 90°(45°)$ として 5(3.5) 秒角となる。ここで、最近の探索で形状と明るさがほぼ同一でスペクトルのよく似た離角 2 秒の銀河ペアが見つかり、コスミック・ストリングによる重力レンズ効果の可能性が検討されている例がある [42]。これが確定すれば大変な発見であり、$G\mu/c^2$ は上限に近い大きな値となる。今後更に深い分光観測でスペクトル微細構造のより厳格な照合を行なったり、赤外でも撮像・分光を行なうなど、証拠固めが不可欠である。

離角 2 秒のこの候補がストリングによる重力レンズであると確定してしまえば事情は違ってくるが、一般にストリングによる重力レンズの探索は現在の WMAP の観測の許容限界よりも相当小さな $G\mu/c^2$ まで行なう必要があるであろう。 即ち 1 秒ないしそれ以下の離角を探すことになる。 離角 $(G\mu/c^2)$ が小さい場合、光源が銀河など拡がった天体であればその一部が “切り取られ” て移動し、光源天体がストリングに垂直な方向に “伸びる” ということが起こる。この場合は 2 重像にはならず、ストリングに沿って横長の天体が並ぶことになる。

残存する地平線内コスミック・ストリングの数はインフレーションの持続時間などに依存する場合もあるので、予測が難しい。又、地平線に入ったストリングは崩壊していく。現在残っているストリングは地平線スケールに近いもの以上であり、ある評価では地平線内に僅か数本という説もある。このようなことから将来のコスミック・ストリング完全探索は、全天探査可能な大型広視野望遠鏡が必要であり、高い空間分解能で形状解析を行なうための広視野レーザー AO 機能が不可欠である。

必要とする望遠鏡、装置　すでに、すばる望遠鏡を使ったコスミック・ストリング探査が行われており、途中経過が報告されている [44]。彼らの研究結果を用いて、必要となるスペックを概観する。コスミック・ストリングを検出するために必要な角度分解能はストリングの線密度に依存するが、例えば $G\mu/c^2 = 10^{-6}$ に対しては二つの像の間隔が数秒程度なので、二つの像の構造を等しいと同定するためには 0.1 ∼ 0.3 秒角程度の分解能が必要であろう。次に、統計に関する問題として、広視野観測が必要である。又、銀河ハローによる重力レンズ効果と効率のよい区別が必要である。

[44] の報告によると、コスミック・ストリングの長さが地平線長を単位として 32 を想定した場合、$z = 1$ のコスミック・ストリングを有為に検出するために必要な限界等級は R バンドで 25 等級、観測領域は 35 平方度と見積もられている。すばる望遠鏡、Suprime-Cam を参考にして、$R < 25$, 一視野 0.25 平方度の観測に必要な積分時間を 10 分として見積もると、35 平方度を観測するためには 24 時間、600 平方度の領域を観測するためには 400 時間程度の積分時間がそれぞれ必要となる。更に、1 バンドでの形状比較だけでなく、広い波長域に亘ってスペクトル (SED) が相似であることを撮像段階で判断するのは重要であり、例えばこれを広帯域 5 バンド (B, V, R, i', z') で行なう場合、上記観測時間の 5 倍強が必要となる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース/地上	$> 4 \sim 8$m	撮像/分光	400nm – 5μm	R∼1000	?	FWHM $< 0''.1 - 0''.3$

問題点：他のサーベイを有効に活用できないか? (例えば、別の節で議論されている Hyper-SDSS、重力レンズサーベイなど)

3.3.4　初期天体

ビッグバンから始まった宇宙は、全体としては膨張により冷えていく中で、一部の密度の濃い部分は自己重力により収縮し、天体が形成され、光を放つようになる。その最初の天体が、いつ頃作られたのか、またどのような種類の天体であったのかを明らかにすることは、宇宙パラメータの値がほぼわかった現在において、宇宙の歴史を知る上でもっとも重要な課題の一つとなっている。特に、我々の体や地球の主成分である重元素が宇宙の歴史の中でどのようにして作られてきたのかを知ることは、ある意味、我々のルーツを探ることでもある。そのためには、重元素を産み出す恒星がいつ、どのようにして生まれたのかを知らなくてはならない。

ここでは、宇宙の歴史の上で、最初に光を放った天体、初期天体をターゲットとする。初期天体としては、代表的なものとして以下のようなものが考えられる。

1. 核融合により生じたエネルギーを放出する天体、“恒星” タイプ

2. 物質が降着するときに解放される重力エネルギーを光に変換する天体、“クェーサー” タイプ

3. 銀河スケールのガスが自己重力で収縮する際に輻射により冷却する天体、“銀河団” タイプ

それぞれ、近傍の宇宙では、恒星、活動銀河核、銀河団などとして観測されており、放射のエネルギースケールや天体の質量が異なるなどの相違があるにしても、宇宙初期においても対応する天体が存在したものと思われる。

現在、もっとも一般的なシナリオでは、$z \sim 30$ に $M \sim 10^6 M_\odot$ の水素、ヘリウムからなる始原ガスが暗黒物質の作る重力ポテンシャルに落ち込み、冷却 (“銀河団” タイプの天体)、収縮の過程を経た後に “恒星” の形成が始まったと考えられている。現在のように、$0.1M_\odot$ から $100M_\odot$ までの様々な質量の星が形成されたのか、あるいは重い質量の星だけが形成されたのかは理論的にいろいろな説があり、決着はついておらず、観測で明らかにしなければならない点である。また、宇宙初期と現在での星形成の相違を明らかにすることで、星形成の物理の理解もより進むものと期待される。“クェーサー” タイプの天体は、宇宙の中でもっとも明るい天体のひとつであり、その形成、進化も興味深い。現在までに見つかっている $z \lesssim 6$ のクェーサーでは、全て重元素が見つかっていることから、“クェーサー” の形成は、星形成よりも遅れるものと考えられる。

以下、観測で狙う初期天体として主に “恒星” タイプ ($10^5 M_\odot$ くらいの星形成領域) を考えることにする。最初の恒星は $z \sim 30$ に誕生したと考えられているが、数も増加したと思われる $z = 10$ と $z = 20$ をここでは典型的な値として考えることにする。

恒星は赤外から、可視光、紫外線あたりに放射するが、比較的早い時期にダストが形成されることを考えると、紫外線は周囲のガスやダストに吸収され、赤外線として再放出されると思われる。高赤方偏移の天体がターゲットであることと合わせて、初期天体の観測は、赤外が中心になると考えられる。

天体に関する情報を我々にもたらすものの一つに、天体からの光のスペクトルに現れる輝線や吸収線がある。$z = 10$ と $z = 20$ で放出された代表的な輝線、吸収線がどのような波長で観測されるのかを表 3.1 にあげる。

	rest frame	$z = 10$	$z = 20$
Lyα	1216 Å	1.3 μm	2.6 μm
Hα	6563 Å	7.2 μm	14. μm
CIV	1550 Å	1.7 μm	3.3 μm

表 3.1: 代表的な輝線

このように、初期天体のスペクトルでは、重要な輝線の多くは赤外領域で観測されることになる。星形成領域は一般に、ガスやダストに覆われていることが多いので、Hα が重要な輝線になっている。$z = 20$ の天体を考えた場合、Hα は地上から観測するよりもスペースから観測する方が有利になると思われる。$z = 10$ の天体であれば、地上からでも十分に観測可能と思われるが、スペースにおける赤外線観測と組み合わせることが望ましい。

初期天体の明るさがどの程度になるかは、初期天体のモデルにより異なるので、ここでは現在、すばるで観測できている $z = 5$ の天体が $z = 10, 20$ にあった場合に、同程度の S/N で観測するためにはどの程度の装置が必要であるかという評価をしておく。簡単のために、平坦なスペクトルを仮定すれば、バンドを固定したときにフラックスは

$$f \propto \frac{1}{(1+z)d_L^2}$$

のように減少することになる。従って、 $z = 5$ の天体に比べて $z = 10$ では $\sim 1/10$、$z = 20$ では $\sim 1/100$ のフラックスになる。$z = 5$ の天体をすばるで観測したときと同じだけの光子を得るためには、$z = 20$ の天体に対しては、10m クラスの望遠鏡で 100 倍の観測時間をかけるか、口径を 10 倍、100m クラスの望遠鏡を用意する必要がある。$z = 10$ の天体に対しては、観測時間を 10 倍にするか、口径を 3 倍、30m クラスの望遠鏡を用意するか、ということになる。

$z = 20$ の天体に関しては、重要なラインが地上からの観測では難しくなることもあるので、地上に 100m クラスの望遠鏡を建設して、観測を行うというのはあまり良い選択肢ではないように思われる。それよりは、スペースからの観測を主に検討すべきだと思われる。

$z = 10$ の天体に関しては、地上からの観測でも十分に可能であると思われる。特異な天体でなく、平均的な天体の姿を知ろうとする場合には、数多くの天体を観測することが必要となるので、現存する 10m クラスの望遠鏡で観測時間を 10 倍にすることは非現実的と思われる。それよりは、30m クラスの望遠鏡を複数台用意することで、観測時間を現在と同じ程度にして、$z = 10$ の天体を多数、観測するという戦略がよいのではないかと考える。全ての天体が $z = 30$ に作られるのではなく、遅れて $z = 10$ で原始ガスからの星形成が始まる天体も多数存在するはずで、それらをしっかりと観測することで、初期天体に関する貴重な情報を十分に得ることができると思われる。確かに、もっとも高赤方偏移天体を発見することは意味はあるが、物理を理解すると言う点から考えると、初期天体の質量や星形成率、初期質量関数などの物理量の平均値や分散を知ることのほうが重要になる。そのためには、多数の初期天体が観測できると思われる $z = 10$ の天体を主なターゲットとして選ぶことは十分に検討に値する。また、どうしても $z = 20$ の天体が見たい場合には、銀河団による重力レンズ効果を活用することも可能であろう。

ここでは、一応の結論として、30m クラスの光赤外望遠鏡を複数台用意し、$z = 10$ の初期天体をターゲットにしたい。

観測手段としては、広帯域バンドと狭帯域バンドを組み合わせた観測で候補となる天体を探しだし、スペクトルをとるというのがもっとも一般的な戦略になると思われるので、視野や波長分解能としては現在のすばると同程度のものができれば十分と思われる。

銀河の進化の上で未解決の問題である形態に関して情報を得るためには、高い角度分解能が必要となる。そのためには AO は必須であろう。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	∼30m	分光、撮像	赤外	$R \sim 10,000$	$\sim 10'$	FWHM $< 0''.1$

3.3.5　構造形成

多層赤方偏移サーベイ (Multilayered Redshift Survey : Hyper-SDSS?)

現代の大規模な赤方偏移サーベイである 2dF サーベイや SDSS サーベイにおいては、天球面上のある領域を決めて、その中である基準を満たすすべてのものの赤方偏移をサーベイする。この方法の難点は近傍宇宙の天体は比較的高い空間的サンプリングレートで選択され、遠方宇宙の天体の空間的サンプリングレートは極めて小さくなることである。その理由のひとつは固定した立体角中の体積は遠方宇宙では極めて大きくなることにある。この結果、近傍銀河間の平均距離は例えば $5h^{-1}$Mpc ほどであるのに対して、遠方宇宙の天体であるクェーサー間の平均距離は例えば $200h^{-1}$Mpc ほどにもなる。大規模構造の解析において、相関関数などの天体のクラスタリングを表す量を測定する必要があるが、$200h^{-1}$Mpc もの大スケールの相関関数は微小であり、その S/N は非常に小さい。また、遠方宇宙で選択される天体はクェーサーのように異常に明るい銀河で、近傍宇宙の銀河とは全く異なる性質をもつ天体であって、その 2 つの天体の分布の性質を直接比較することに意味を見いだすのは難しい。

そこで、ここで提案したいのは従来の赤方偏移サーベイを多層的に重ね合わせてひとつのサーベイとするという案である。これを多層赤方偏移サーベイ (Multilayered Redshift Survey) と仮に名付ける。その基本構造は節 3.3.2 で述べてある (図 3.5)。低赤方偏移の天体に対しては天球面上の広い領域をサーベイするかわりに天球面上でのサンプリングレートは小さくする。高赤方偏移の天体に対しては狭い領域に限るが天球面上でのサンプリングレートを高くする。これを低赤方偏移から高赤方偏移まで段階的に変化させて複数のサーベイを多層的に重ねる。各サーベイ層では 3 次元共動体積あたりの天体のサンプリングレートがほぼ等しくなるように調節する。この場合、各サーベイ層での天体の選択の基準を変える必要があるが、これも低赤方偏移から高赤

方偏移へ段階的に移り変わるようなものにする。こうして領域低赤方偏移から高赤方偏移まで、近似的に円柱形の領域の赤方偏移サーベイを得るのである。各サーベイ層で最適な望遠鏡のスペックは異なるので、層ごとに段階的に異なる望遠鏡を設計して、観測では同時に運用する。また選択に際して測光学的赤方偏移を併用することにより、他の層との重なり部分はサーベイからはずすことにすれば効率がよい。だが、ある程度の重なりを許せば、選択の変化に対するバイアスに関する情報を得ることもできる。

下層 (低赤方偏移側) のサーベイ領域は上層 (高赤方偏移側) のサーベイ領域を含んでいると異なる層の間のクロス相関を用いることができて都合がよい。銀河のペアの数が飛躍的に増えるという統計的なメリットの他に、重力レンズ効果を精度よく測定することによってダークマター分布と銀河分布の関係を調べることができる。

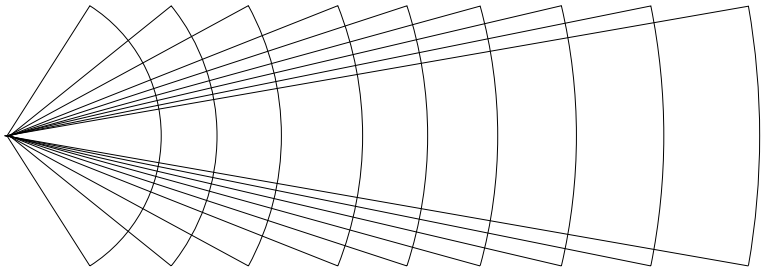


図 3.7: さらに層数を増やした多層赤方偏移サーベイ。

この多層赤方偏移サーベイのデザインにより、低赤方偏移から高赤方偏移まで、共動体積あたりの数密度がほぼ一様の天体のサンプルが得られることになる。大規模構造は宇宙論的には密度ゆらぎの情報を得る手段として重要である。このためには、選択関数の変化は少なければ少ない方がよい。層ごとに区分的に選択関数が変わりはするが、層の数を増やせば増やすだけなめらかな選択に近づく (図 3.7)。

このサーベイ案では、遠方銀河の空間的なサンプリングレートの向上が主なチャレンジであろう。狭い視野でもよいから多数の暗い銀河のスペクトルを分解するために、最上層にはもっとも大口径の望遠鏡を用いる必要がある。現在行われている DEEP-II サーベイの例を考慮すると、現在の技術でも可能な 10m 級望遠鏡では、5 年程度のタイムスケールでも数十平方度を $z = 0.7 - 1.1$ 程度の範囲にわたって十分な密度でサーベイ可能である。したがって、角度分解能、波長分解能ともに現在の最大望遠鏡であるケック望遠鏡などと同等のスペック (0.″5, 2Å) 程度でよいが、集光力はもっと大きいほうが望ましい。口径 20m 程度あれば十分な数の暗い銀河を短時間でサーベイできるであろう。あとは層の数をどれだけ増やせるかが、サーベイの効率を上げ、また全体の実効体積を上げることにつながるが、これは予算と人材によって調節することになる。

high z 大規模構造探索 (high z 銀河 3 次元マッピング)

すばる主焦点での狭帯域 (NB) フィルターサーベイにより、これまでに SDF $z = 4.86$ や SSA22 $z = 3.1$ で、幅 20Mpc、長さ 50Mpc スケール、共動体積では $3 \times 10^4 \mathrm{Mpc}^3$(SDF) や $9 \times 10^4 \mathrm{Mpc}^3$(SSA22) に及ぶ Ly$\alpha$ 輝線銀河の大構造が次々と見つかっている [43, 22] ($\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$, and $h = 0.7$)。ここで長さ 50 Mpc は観測視野の限界であり、大構造が更に長く伸びているのは確実である。

このような大体積での標準構造形成モデルによる冷たい暗黒物質 (CDM) のゆらぎは大変小さく、例えば $V_{com} = 9 \times 10^4 \mathrm{Mpc}^3$ の SSA22 $z = 3.1$ 大構造 [22] (以下 SSA22-HDR と略記) の場合、ゆらぎの 1σ は 0.14 にすぎない ($\sigma_8 = 1.0$)。一方この大構造の輝線天体数密度 ρ_{em} のゆらぎ $\delta_{em(\mathrm{SSA22-HDR})} = \frac{\rho_{em(\mathrm{SSA22-HDR})} - \rho_{em(\mathrm{blank})}}{\rho_{em(\mathrm{blank})}}$ は 1.7 ± 0.5 と大きい。従って、輝線天体のバイアスパラメータを物理的に許されそうな範囲で大き目に「4」と採ると、この大構造は 3σ のイベント、即ち出現確率 0.3%のまれな天域を見ていることになる。あるいはこのような大構造が high z に頻繁に見られることになれば、10 を越える非物理的なバイアス値が必要となり、ゆらぎのタネとして「標準シナリオ= 量子ゆらぎ」以外の物理過程の介在が要求されることになるかも知れない。このようにこれまでの約 2 年間での僅かな観測によってさえ、既に物理的に説明できないようなバイアス値が登場していることは注目に値する。

狭帯域フィルターによる遠方の輝線銀河大規模構造サーベイは、赤方偏移の精度が ~ 0.05(~ 50Mpc @ $z = 3$) とさほど高くないが、相対的にコンパクトな時間で深い等級まで行なうことができ、今後、すばるによって上

記天域などを中心に、サーベイ体積を 3 次元的に大幅に拡大していく必要がある。

もちろん、非物理的バイアス値の検出によって量子ゆらぎ以外の構造形成因を捉える上で、大規模構造を輝線銀河のみで議論するのでは充分でないことは明らかである。いわゆるライマンブレイク銀河 (LBG) なる遠方銀河の (おそらく) 大部分について、分光による 3 次元マッピングが不可欠である。しかし $z \sim 5$ まで相当の数密度で LBG 分光サーベイを行なうには大量の時間を要する。このような輝線銀河+LBG 大規模構造サーベイはすばるにおいても大きな規模で開始すべきであると考えるが、更に本格的には広視野超多天体分光機能を備えた次期専用大型望遠鏡によって、十年規模に亘って遠方宇宙の 3 次元地図作りを行なうことが望まれる。

3.3.6　宇宙論的アストロメトリ

宇宙論的位置天文の可能性

視差を用いた測量は天文学の基本である。しかし、原理的には理想的な方法であるが、観測精度の制限のため数十 pc までの距離しか測れず、われわれの銀河内の 1kpc の星の距離が議論できるようになったのは、ミリ秒の精度をもったヒッパルコス衛星の成功以降である。SIM(米)、GAIA(欧)、JASMINE(日本) の衛星計画では, 数マイクロ秒の位置決定精度が目標とされている。また、電波天文では、VERA(日)、Advanced VLBI(米) ではすでに数十マイクロ秒の位置決定精度が達成されている。

こうした目覚ましい進展を受け、次世代望遠鏡での宇宙論的アストロメトリの可能性について検討する価値はある。地上では大気揺らぎのため、補償光学を使っても位置決定精度 $\delta\theta$ は 0.1 秒程度に留まるであろう。衛星での観測では 1 ミリ秒の精度が達成され、現在計画されているアストロメトリ・ミッションでは 10 マイクロ秒の精度の観測が 2010 年には行われているだろう。ここでは一桁良い 1 マイクロ秒を期待して、以下の議論を進めよう。

年周視差でのベースライン長 (b) は地上観測なら 1AU、衛星を用いても数 AU である。測れる距離は

$$D = \frac{b}{\delta\theta} < 1\mathrm{Mpc} \left(\frac{b}{1\mathrm{AU}}\right) \left(\frac{1\mu\mathrm{as}}{\delta\theta}\right). \tag{3.17}$$

宇宙論的距離の天体の測定は不可能である。仮に 100Mpc の距離を視差で測定するためには、10^{-2} マイクロ秒角の精度が必要である。100m の鏡なら、0.1Å でその表面をコントロールしなければならない。これはおよそ水素原子 10 個分の大きさで、実現不可能な要求である。以上の通り、宇宙論的アストロメトリは次世代計画には入らないとの結論になるが、ベースラインを逆にとる事を考える。正確には、この場合測定するものは視差距離ではなく、角動径距離になる。

角動径距離の精密測定

ここでは、宇宙論的距離にあって、サイズが分かるものをベースラインに選ぶ。その両端と望遠鏡がなす角を ψ とする。通常、銀河の速度分散などから物理的大きさを推定し、なす角度から角動径距離を推定している。物理的大きさが分かるものは少ない。例えば、ジェットの速度が特殊相対論の横ドップラー効果などを使って決定できたと想定しよう。いま、視線に対して垂直方向に $0.1c$ で進んでいるとする。この場合、1 年間で約 0.1pc 進む。角度精度 $\delta\psi$ で測れる角動径距離は、

$$D < 1\mathrm{Gpc} \left(\frac{b}{0.1\mathrm{pc}}\right) \left(\frac{1\mu\mathrm{as}}{\delta\psi}\right) \tag{3.18}$$

宇宙論的距離まで原理的には可能である。ジェットはたいてい電波源なので、可視・近赤外での観測なら超新星爆発で吹き飛ばされたシェルが対象天体となりうるが、高赤方偏移の場合、暗すぎて検出限界以下になるだろう。またこの角度分解能は、次世代望遠鏡では間に合わないだろう。

従って、宇宙論的視差距離や角動径距離の計測は、角度分解能が不足するため、次世代望遠鏡のテーマとはならない。むしろ集光力を活かして、超新星爆発をターゲットにした光度距離は大いに期待できる。

3.3.7 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
杉山 直	国立天文台理論研究部 (班長)	§ 3.3.1
土居 守	東京大学大学院理学系研究科 (副班長)	
浅田 秀樹	弘前大学理学部	§ 3.3.6
井岡 邦仁	Penn State	§ 3.3.3
井上 開輝	近畿大学理工学部	§ 3.3.3
佐々木 伸	都立大学大学院理学研究科	§ 3.3.3, 3.3.4
須藤 靖	東京大学大学院理学系研究科	
千葉 剛	日本大学文理学部	§ 3.3.2
千葉 柾司	東北大学大学院理学研究科	§ 3.3.3
林野 友紀	東北大学大学院理学研究科	§ 3.3.5
松原 隆彦	名古屋大学大学院理学研究科	§ 3.3.2, 3.3.5
山本 一博	広島大学理学部	§ 3.3.4, 3.3.5
横山 順一	大阪大学大学院理学研究科	§ 3.3.3

3.4　クエーサー、活動的銀河中心核

3.4.1　今後の方向性

クエーサーに代表される「活動的銀河中心核 (Active Galactic Nuclei = AGN)」は、銀河全体に匹敵するエネルギーを、銀河スケールの 1 万分の 1 以下の領域から放射する宇宙で最も明るい天体の一つであり、その莫大なエネルギーの源は、銀河中心に存在する太陽質量の 100 万倍から 10 億倍もの巨大なブラックホールへの質量降着による重力エネルギーの解放であると考えられている [79]。また、最近の観測から、巨大ブラックホールは、AGN に限らず、天の川銀河をはじめ多くの通常の銀河の中心にも存在していると考えられるようになってきた [69]。さらに、巨大ブラックホールの質量は、銀河のバルジ成分の質量と強く相関していることも指摘されている。これらの観測事実から、多くの銀河ではその数 10 億年 ∼100 億年間の形成進化のプロセスの中で巨大ブラックホールが中心に成長し、なんらかの原因で約 1000 万年続く AGN 現象を一度あるいは数度経験したのではないか、と多くの研究者は考えている。

しかし、AGN はそのサイズが小さいために、巨大ブラックホールと降着円盤をエンジンとする AGN の構造が直接観測によって証明されたわけではない。さらに、AGN の形成や進化のプロセスについても上で述べた程度以上のことはほとんどわかっていない。これらの未解決問題、すなわち、クエーサー/AGN の、1) 構造 及び 2) 起源と進化、の解明は次世代の大型観測装置による観測なくしては進まない。 AGN の構造解明に関連する問題としては、(1) 巨大ブラックホールの質量の決定、(2) 巨大ブラックホールまわりの降着円盤、電離ガス領域、遮蔽体の空間および速度構造、(3) エネルギー源であるガスの供給メカニズム、(4) 母銀河との関連、などが挙げられる。また、クエーサー/AGN の起源と進化を探るためには、赤方偏移 3 以上の遠方のクエーサー/AGN の光度関数、空間相関とそれらの近傍 AGN や遠方の銀河との相違を知る必要がある。そのための次世代観測装置としては、主として、可視域から近赤外域において、1) 既存の装置を凌駕する高空間分解能を得るため、8m クラスの地上望遠鏡の組合せによる干渉計、及び 2) 統計のよい AGN サンプルを高赤方偏移まで得るための広視野カメラを備えた撮像、分光サーベイ用大口径専用望遠鏡、が求められる。他にも、20–30m クラスの AO を装備した地上大型望遠鏡、重力レンズ現象を利用して、AGN の構造を探るための専用中口径地上もしくはスペース望遠鏡、遠方 AGN の進化を探るための中間赤外・遠赤外スペース望遠鏡が必要である。なお、AO 装置は、高分解能の実現のために不可欠であるが、実現できる視野が狭いという欠点は、角度サイズが小さい AGN 研究においては銀河研究の場合と異なり、あまり問題とならないであろう。

クエーサー/AGN についての課題は、銀河の構造、形成進化過程とも密接に関連しているため、§3.5「銀河、銀河団」も参照していただきたい。

3.4.2　近傍から遠方の AGN における巨大ブラックホール質量の決定

巨大ブラックホールがいつ、どのように形成されてきたのかを解明することは極めて重要であり、そのためにも近傍の AGN およびノーマル銀河の中心の大質量天体の証拠をさらにつかんでゆくと同時に、より遠方の AGN においてもどの程度の質量がその中心に集中しているのかを系統的に調べてゆく必要がある。近傍から遠方宇宙にわたる、広い質量範囲にわたる大質量ブラックホール質量関数を決定してゆくことで宇宙における質量降着史を明らかにしてゆくことができる。

近傍の AGN においては、M87 で行われたような (e.g. [60, 70]) 輝線ガスの位置-速度図から回転曲線を求め中心質量を推定することが効果的である。またノーマル銀河においては、吸収線を用いて星の位置–速度図、位置–速度分散図から、それらを再構成できる銀河中心領域の質量分布を推定し大質量天体の質量が求められている [69]。いずれも空間分解能を高めてゆくことで中心大質量天体の質量の制限をより有意になものにできるとともに、より遠くの天体にもこの方法が適応できることになる。これらの観測は現状では HST の独擅場であるが、それでも、1 pc サイズ以内の質量をモデルを用いて推測できるのはせいぜい 20 Mpc 程度までの近傍銀河に限られる。観測装置は波長分解能 3000–10000 の中分散で数 10 km s^{-1} から 100 km s^{-1} の速度が分解できる分光装置があれば十分であるが、回折限界をあげ空間分解能を高めるためにより大望遠鏡が必要であ

る。地上望遠鏡では可視で回折限界に達することのできる強力な補償光学装置は必須である。すばる望遠鏡において可視で回折限界となる 10 ミリ秒角 (mas) が可能な AO が実現できれば、HST の 4 倍まで距離を伸ばせる。次世代望遠鏡としては、地上、軌道上に限らず、口径 20m 超 (回折限界 5mas 以下) の光学望遠鏡が実現できれば、現在の 10 倍までの距離について、大質量天体のサーベイが可能となる。同様に光学干渉計の実現にも期待が寄せられる。

より遠方で空間的に分解することが不可能な AGN ではリバーベレーション・マッピングが有効な手法となる。広輝線領域 (BLR) の輝線強度の変動の、連続光成分の変動からの時間的遅れを測定し、輝線領域のサイズを決定、輝線の速度幅から推定されるガスの運動と合わせて中心質量を求めることができる [78]。可視から紫外域に存在する BLR 輝線を用いれば、近傍から非常に遠方に渡って同じ手法で中心質量の推定ができ、系統的なサーベイから巨大中心質量天体の進化を紐解くことが可能となる。セイファート銀河では数日から数ヶ月の遅れが検出されているが、光度の大きいクエーサーになると数ヶ月から数年の遅れとなるため [67]、例えば 10 年という長期にわたるモニタ観測が必要である。$z < 1$ のクェーサーでは 2m 程度の望遠鏡での可視 BLR 輝線、$z > 2$ では、4m クラスの望遠鏡で静止系で紫外域にある BLR 輝線の観測を行う。また、$z > 5$ のクエーサーでは、紫外 BLR 輝線も多くが近赤外線域に赤方偏移するため 8m クラスの望遠鏡による近赤外線分光が必要となる。観測装置は波長分解能 1000 程度以上の可視、近赤外線分光器が必要である。これらの観測は現存の装置で十分可能であるが、定期的なモニタ観測を長期に渡って行ってゆく必要があり、次世代望遠鏡実現前に長期的プロジェクトとして完了しておくべき課題といえよう。

可視・近赤外域でのリバーベレーション・マッピングでは光度の大きい天体ほど輝線領域が大きくなり変動を追う時間が長期に渡ってしまう。従って X 線での Fe-Kα 輝線など、より中心に近い輝線を利用することも有効である。Fe-Kα 輝線は重力赤方偏移による特徴的なプロファイルを示すことが知られており (e.g., [82])、Fe-Kα 領域の中心からの距離が決まればブラックホール質量を決定できる。また、X 線連続光強度の変動のタイムスケールとブラックホール質量に相関が示唆されているので [62]、Fe-Kα 輝線によるリバーベレーション・マッピングにより 2 つの独立な方法がブラックホール質量の推定に利用できることになる。現在の X 線望遠鏡で近傍 AGN のモニタ観測は可能であるが、$z > 1$ のクエーサーの Fe-Kα 輝線が検出できるような感度をもつ X 線衛星の実現が望まれる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上大型	$>$ 20m	分光	可視、近赤外	$0.5 - 1\mu$m		FWHM $<$ 5mas
地上干渉計	$>$ 基線長 1 km	分光	可視、近赤外	$R \sim 3000$		FWHM $<$ 5mas
地上専用モニタ	$\sim$ 8m	分光	可視、近赤外	$R \sim 1000$		FWHM $\sim 1''$
地上専用モニタ	$\sim$ 4m	分光	紫外	$R \sim 1000$		FWHM $\sim 1''$

3.4.3 近傍 AGN の中心構造の解明

降着円盤

AGN やクエーサーの中心部は、$10^{6-9} M_\odot$ の質量を持つ巨大ブラックホールとそれを取り囲む降着円盤によって構成されていると考えられている [68]。そして、この降着円盤こそが膨大な量の輻射の起源であると考えられている。しかしその構造や物理状態に関しては未だ決着がついたとは言いがたい。

その一つの大きな理由は “サイズの小ささ” である。仮にクエーサー中心に質量が $10^8 M_\odot$ のブラックホールと、それを取り巻く、エディントン限界程度の質量降着率を実現している標準的な降着円盤を持っていたとする。この時に期待されるサイズは、光学波長 (例えば 500nm) で観測すると、高々$10^4 r_g = 10^{17}$cm となる。つまり、このクエーサーが 1Gpc の距離にあったならば、その見かけのサイズは 10 マイクロ秒角 (μas) 以下となり、直接空間分解は到底不可能である。もちろん、スペクトルエネルギー分布 (SED) から物理状態を調べることも可能だろう。しかし、爆発的星形成等の SED への寄与を分離し、降着円盤成分のみを抽出する事は容易ではないため、中心部の降着円盤の物理を明らかにするためには、何らかの方法によっ降着円盤の空間構造を「10μas 以上の分解能」によって明らかにする事が必要不可欠である。もちろん、中心のブラックホール近

傍 (10^{13}cm 程度のサイズ) に相当する空間分解能を達成できれば、ブラックホール近傍の時空構造に迫る事が可能になるばかりでなく、ブラックホール質量の測定とそれに伴う質量降着率の決定をも観測的に可能にし得るだろう。

また、クエーサーの光度変動についても、変動のタイムスケール等から非常にコンパクトな領域が起源であるとは言われているが、波長分解能や時間分解能の高いモニター観測だけでは限界があるだろう。そもそも光度変動は非常に不規則で、空間的に異なる場所が起源の光度変動が折り重なっている可能性がある。更には、輻射の少なくとも一部は再放射を経験していると考えられる。これらを合わせ考えると、光度変動についても空間分解しての観測が、今までにないブレークスルーを導き出すだろう。

さて「10μas の空間分解能の実現」を目指した観測装置を考える時、(1) 直接空間分解するための装置、と (2) 間接空間分解を実現できる装置、の 2 通りの戦略が考えられる。しかし、これは現状の「すばる望遠鏡」では不可能である。そもそもすばる望遠鏡では、直接空間分解能がこの目標にはるかに及んでおらず、原理的に不可能である。しかし、もし間接空間分解を視野に入れ、すばる望遠鏡によるモニター観測が実現可能なら、以下に記す間接空間分解から目標を実現し得る。

直接空間分解、あるいは間接空間分解のどちらを実現するにしても共通する必要なスペックは、

(a) 口径はクエーサー中心部を捕らえることが可能であればよいので、4m クラスで良い。

(b) 視野に関しては、クエーサー個々の性質を明らかにする観測的研究となるため、広視野は必要無い。

(c) 波長帯に関しては、様々な波長での降着円盤の構造からその物理に迫る。よって、出来る限り広い波長帯をカバーしたい。

では、(1) 直接空間分解するためには何が必要か? とにかく原理的に空間分解能を目標の値まで高めること以外に解はない。その意味で、30m クラスの巨大な地上望遠鏡 (可視光、赤外線) が実現されても無理であり、地上/スペースいずれにせよ干渉計を用いた観測のみが唯一残された道と考えられる。また光度変動に迫る事も目標とするのであれば、注目する変動現象より十分長い期間の占有観測が可能な観測装置が必要である。

一方で、(2) 間接空間分解するためには何が必要か? 現時点で言える事は、重力マイクロレンズ現象を用いる方法以外には無いということである。これは、銀河によって既に大きなスケールの重力レンズ現象を受け、多重像に観測されているクェーサーの像が、重力レンズ現象を起こしている銀河の星等によって更に重力レンズ現象を受け増光/減光を受けるというものである。この時、増光/減光の振舞は、μas 程度の空間スケールの構造を強く反映する事から、この現象はクェーサー中心部の空間構造を分解するポテンシャルを持つ [66, 74, 86]。実際に、このような現象を観測するために重要なのは、多重像を空間的に分離してモニター観測を行なう事である。既知の多重像を持つクェーサーの特徴や、理論的な見積りから、多重像の間隔は典型的に 0.1 $\sim$ 1 秒角であることから [75]、それだけの空間分解能を実現する事、更には大きなスケールの重力レンズ現象を起こしている銀河の成分をうまく取り除く事が可能な観測が必要である。よって、スペースの望遠鏡、ないしは、補償光学 (AO) を伴った地上の望遠鏡でのモニター観測が実現できる観測装置が必要となる。そして要求される観測頻度は、1 週間に数度程度で良い。この手法が現実的なタイムスケール (1 カ月程度) で適用可能な既知の対象天体は、わずかに 1 天体のみである。しかし現在、多重像を持つクェーサーは、約 100 天体発見されており、数年のモニターが実現可能であれば、これらも対象天体に含める事ができる [85]。また今後のサーベイ観測等に伴い、対象天体の数は確実に増加し、統計的な研究に耐え得るサンプル数を達成できるだろう。最後に、マイクロレンズ現象ではなく、大きなスケールの重力レンズ現象と、それに伴う “時間の遅れ” をうまく利用する事で、モニター観測から光度変動源の空間分布を明らかしうる事もコメントしておく [87]。

いずれにせよ、巨大地上望遠鏡はこのテーマには不向きであるが、(1)、(2) いずれの方向性で研究を進めるにしても、うまく調整すれば他のサイエンスと十分協力できる。

様々な波長から多面的に物理に迫る事は、このトピックに限らず重要なはずである。効率の良いモニター観測を行なうためにも、望遠鏡の建設だけでなく、多波長での同時観測が可能な検出器の開発、あるいは一光子分光の実現も重要であると考える。 これは、多波長の均質かつ等間隔のデータが得られるという面で、効率的かつ直接的に理論的な解釈と結びつけるためにも重要だろう。

ブラックホールへの質量降着

形成された巨大ブラックホールは質量降着を経て成長し進化してきた。この過程を明らかにすることは、AGN の進化を理解するための最も重要な課題である。そのためには、質量降着の基礎過程の理解とともに、最も基礎になる量であるブラックホール質量・質量降着率・放射効率・光度の進化を追うことが必要である。また、中心核まわりの構造 (トーラス?) や母銀河の環境 (ダスト・ガスの存在量など) もそれ自体重要であるだけでなく、質量降着の制御や中心核のみかけ (吸収など) に影響を及ぼしているであろう。すなわち、AGN の進化を理解するには、ここで議論されている中心核ブラックホールから母銀河までのさまざまな要素を深く理解し、それらが赤方偏移とともにどう変化してきたかを明らかにすることが必要である。ここでは、(A) 吸収が比較的小さく紫外線から可視光でも中心核 (特に降着円盤) が直接観測可能な場合と、(B) 吸収が大きく中心核領域が隠されている場合に分けて、様々な観測量を決定し、中心核ブラックホールへの質量降着の歴史を明らかにする方法と必要な観測装置について述べる。

A. 吸収が小さい場合

(1) 遠方 AGN の探索と光度関数 AGN の進化を考える上で最も基本になるのが光度関数である。質量降着した物質 (質量降着率 $\dot{M}$) の静止エネルギーの一部 (放射効率 η) が放射に転化すると光度は $L = \eta \dot{M} c^2$ となる。η が一定と仮定すれば、極めて粗いながらも光度関数の進化から質量降着の歴史がわかり、ブラックホールの成長を時間とともに追うことができる [88, 72]。

形成期から現在に至るまでの光度関数を決定し進化を調べるためには、遠方の AGN を探索するとともに、できる限り広い光度範囲の AGN のサンプルを作ることが必要である。このためには、可視光から近赤外線で、SDSS よりも深い、広視野撮像および分光フォローアップサーベイを行なう。これにより光度関数の進化を明らかにする。

(2) ブラックホール質量関数 ブラックホール質量を決定しブラックホール質量関数とその進化が決定できれば、ブラックホールの成長の歴史が直接的に明らかにできる。ブラックホール質量の測定は特に遠方では非常に困難であり、また大きなサンプルに対して均一に測定を行なうことも困難である。従って、統計的に意味のあるサンプルについて質量関数を決定するには、間接的な質量決定方法を用いざるを得ない。一つの方法は、近傍の銀河中心ブラックホールに知られているような、ブラックホール質量–速度分散関係のような、より観測しやすい量とブラックホール質量との関係を確立することである。これにはさまざまなタイプの銀河中心核に対して質量測定を積み重ねていく必要がある。方法と観測装置への要請は 3.4.2 章と共通である。もう一つの可能性は次に述べるように、観測量 (光度、スペクトルエネルギー分布) と基本パラメータ (ブラックホール質量・質量降着率・放射効率・エディントン比=$L/L_{\rm Edd}$) の間の関係を明らかにすることである。

(3) 質量降着率・放射効率 ブラックホール質量の進化 (ブラックホールの成長) は質量降着の歴史によって決定される。質量降着率を決定できれば、ブラックホールの成長率を決定できる。そのためには、光度とともに降着した質量が放射に転化される放射効率 η が必要になる。放射効率 η は降着円盤の性質などによりさまざまな値をとり得る。標準降着円盤は放射効率がよく $\eta \sim 0.1$ のオーダーである。一方、質量降着率が小さいブランチでは放射効率が非常に低くなっていると考えられている (ADAF, ADIOS, CDAF など、総称として RIAFs = Radiatively Inefficient Accretion Flows と呼ばれる)。一方、質量降着率が高いブランチ (スリム円盤型) でも、降着した質量の静止エネルギーのうちの一部しか外部に放射されない。このスリム円盤型の降着円盤の場合、大量に質量降着させても観測される光度はそれほど大きくなれないので、ブラックホール成長を考える上で特に注意を払う必要がある。

質量降着率と放射効率を観測的に決定することも困難であるが、可能性としては、今後 10 年程度の間に比較的近傍でブラックホール質量のわかっている様々な光度の AGN について徹底的に理解を進め、現実的な降着円盤モデルを構築し、観測量 (特に光度と SED) と基本パラメータとの間の関係を明らかにして

おくことである。降着円盤からの連続光はブラックホール質量と質量降着率に依存するので、理想的にはSED と光度からブラックホール質量と質量降着率が決定できる。実際には様々な不定性も入ると考えられ、様々なブラックホール質量の推定と組み合わせつつ、ブラックホール質量関数・質量降着率関数などとその進化を決定していくのがゴールとなるであろう。

B. 吸収が大きい場合

AGN の進化に「吸収」が鍵になるのではと考えられる。近傍のセイファート 2 などでは、スターバーストを伴っているものが非常に強い吸収 ($N_{\rm H} > 10^{24}$ cm^{-2}) を受けている場合がよく見られる。また銀河中心核ブラックホール形成が銀河形成と密接な関係があると考えられている。銀河形成時のスターバーストを近傍のセイファート–スターバースト銀河の状況と同じと考えてよいかはわからないが、少なくともガスは豊富にあるはずで、銀河形成期の AGN が吸収によって隠されていることは十分ありうる。すると、透過力の弱い可視近赤外では形成期 AGN はあまり観測できないかもしれない。中心核が完全に吸収体に覆われていなければ、まわりのガスを光電離して狭輝線領域 (NLR) はできるだろうから、狭帯域フィルターによる撮像や分光サーベイで必ずしも検出不可能ではない。吸収の強い AGN の検出には、静止波長で $10-60$keV の撮像、静止波長 6.4 keV 鉄蛍光輝線などがやはり主力で、遠方 ($z > 2$) では Chandra/Newton、近傍 ($z < 2$) では NeXT/Constellation-X などによる X 線観測が適当だろう。X 線を用いることで吸収の影響を補正した光度関数が決定できる。また中心核からの明るい放射が隠されているため、母銀河の性質が調べやすくなる。母銀河の何らかの観測量とブラックホール (BH) 質量の関係がよく理解されていれば、吸収の小さい場合に述べたのと同様な進化の解明がある程度可能である。

また、中心核からの放射がダストによって吸収され再放射され、サブミリから中間赤外線で明るい天体の、電波 (cm 連続波)・中間赤外線から可視分光・X 線などによるフォローアップからも隠された AGN の光度関数とその進化が決定できる。さらに、吸収量関数などから、AGN の構造・環境の進化も探ることができる。

これらの場合、可視光から近赤外線の役割はフォローアップ分光が中心になる。2010 年台には吸収によって隠された AGN の様々な観点からの観測に威力を発揮するデータや装置がそろう。Astro-F /Spitzer /Chandra /Newton の結果の解析が進み、SPICA 衛星 (中間遠赤外線) や NeXT 衛星 (X 線-軟 γ 線) が打ち上げられ、ALMA の観測も始まる。この組み合わせは非常に有力である。これらの計画とマッチしたフォローアップを考慮に入れた望遠鏡の運用が望まれる。フォローアップには機動力ある 8m クラスと、極めて暗い天体の分光のための $>$ 20m クラス大口径地上望遠鏡の組み合わせが望ましい。

期待するスペックのまとめ　(1) まず、最も基礎になるのが可視・近赤外線広視野サーベイで、観測装置への要請は高赤方偏移 AGN サーベイ (3.4.4 章) と共通で、8m クラスの地上望遠鏡でまとまった観測時間を投入する。

中心核の光度を正しく測るために空間分解能が重要である。例えば比較的近傍のセイファート 1 でも、中心核の光度を測るには HST の分解能と注意深いイメージフィッティングが必要になる [63, 77]。目安として、$z > 0.5$ でこれらの近傍セイファートと同じ程度の空間スケール (例えば 100 Mpc にあるセイファートで 0.1 秒角 = 50 pc、降着円盤そのものを分解することはできないが、母銀河の星の寄与を差し引くのに必要な程度のスケール) を分解するためには、空間分解能として 0.01 秒角程度が必要になる。

(2) 次のステップとして、母銀河の性質から BH 質量の推定を行なうことと、SED から BH 質量や質量降着率を推定することで、質量降着の歴史と BH 成長を明らかにする。個別の BH 質量測定に関しては 3.4.2 章と共通である。

(3) 強い吸収によって隠されたものは、サブミリ波/遠中間赤外線/X 線源の探索をまず行ない、分光用大口径 (8$\sim$ 20m 以上) 地上望遠鏡での分光フォローアップという手順になる。

遮蔽トーラスとガス供給機構

すべての AGN は、「銀河中心の巨大ブラックホール ($10^{6-9}M_{\odot}$) + 降着円盤 + 輝線領域 + 遮蔽トーラス」というおおざっぱなモデルで理解できた、という立場に立てば、もう本質的な進展はないという考え方もある。

しかし、これまでは、観測事実を説明するための現象論的モデルであり、AGN を真に理解したことにはなっていない。そもそも近傍と遠方、明るいクエーサーと暗い AGN で本質的に構造が違う可能性もあり、いわゆる「統一モデル」がどこまで適用できるのかは今のところまったく不明である。

「遮蔽トーラス」は、1 型、2 型の AGN の可視光による分類をうまく説明できるとして多くの研究者がその存在を信じている。近年、8–10m 級地上大型望遠鏡を用いた高空間分解能観測により、トーラスの研究が行なわれつつある。手法としては、近赤外線 (波長 1–2.5μm) での AO 観測、干渉計 (VLTI、Keck) 観測、及び、中間赤外線 (波長 8–20μm) での観測に画像処理を加えるというものである。これらの観測からは、パーセクスケールの小さいトーラスが示唆されている。しかしながら、トーラスは、非常にコンパクトな中心 AGN に専ら暖められており、内側ほど高温、外側ほど低温になるという、強い温度勾配を持つ。内側の高温成分を主に反映する赤外線観測では、必然的に小さなサイズになる。より長波長 (例えばサブミリ波) での高空間分解能観測により、より低温のダスト成分のサイズに対して、観測的制限を加えることが、トーラスに理解において本質的に重要であり、その幾何学的な構造 (トーラスなのか、円盤なのか、非一様性など) の解明は、近傍 AGN に対しては、ALMA によって可能である。また、ALMA では、ミリ波サブミリ波領域の低温分子、原子ガスからの輝線により、トーラスの微細構造が観測できる可能性がある。AGN からの透過 X 線に対して、ハード (30 − 50kev 以上)X 線観測衛星に観測が有効であろう。

他にも AGN 周りの遮蔽物質に関しては、未だに謎が多い。

(1) スターバーストを伴っている AGN が 1 型、2 型ともに見付かっているが、AGN 活動性にどういう本質的な役割をしているのか、トーラスとの関係は?

(2) AGN へのガス供給問題、大質量 BH の形成にとって、トーラスがどう関わっているか?

(3) すべてのタイプ、近傍から遠方までの AGN が同じような構造のトーラスをもつのか?

(1) および (2) に関しては、トーラス内部のスターバースト起源とされている近～中間赤外領域の放射 (e.g. PAH 3.3μm) と遠赤外の放射との関連を明らかにするのは重要である。 (e.g. [64])。例えば PAH3.3μm で、0.1 秒角以下の撮像ができれば、100 pc スケールのトーラスの内部のスターバースト領域の構造 (典型的に $1-10$pc 程度の非一様、乱流構造と考えられる [84]。) を捉えられる可能性がある。速度場の情報が得られると、$R \sim 100$pc から内側のガス供給のメカニズム解明に大きく近付く。(3) は銀河形成や AGN 形成と深く関わった重要な問題であるが、現在のところ、遠方の暗い AGN についての情報が少ないために、まったくわかっていないと言ってよい。 ただし、統計的な情報は 2dF や SDSS により近年画期的に増えた。2dF は 2.5 万個のクエーサーを $z < 3$ に発見し、$z = 3-2$ にかけて急激にクエーサーの数が増加し、$z < 1$ 以降急激に減少しているのが明らかになった [59]。SDSS のごく一部のデータの解析 [80] も同様の傾向だが、$z \sim 4$ くらいからの増加が見られる。クエーサーの寿命は 10^{7-8} 年程度と考えられているが、このクエーサーの数の増加の際には、これよりも短いタイムスケール (例えば、10^{4-6} yr) で、ガスの降着、中心 BH の成長、スターバースト、ガスのアウトフローなど激しい現象が、銀河の合体成長過程の中で起こっているはずである。つまり、AGN の光度や分光学的な特徴が 10^{4-6} 年で変化している可能性がある。そのタイムスケールは直接観測するには長すぎるが、統計的には 10 万個の AGN を 10 年間モニターすれば、$1-100$ 個程度の AGN には何らかの変化が見られても不思議ではない。もし、そのような現象を捉えられれば、AGN の形成過程について重要な情報となる。SDSS のクエーサーサンプルは膨大であるが (10 万個)、明るいもの ($g' < 19.7$ mag) に限られており、$z = 2-4$ の AGN 増加期に多数存在しているであろう、暗い AGN の情報は完全ではない。SDSS 並の広域を、より深く探査することが様々な種類のクエーサー/AGN の統計サンプルの確立のために不可欠である。

以上、まとめると、AGN のトーラス規模 ($R < 100$pc) の構造、進化について画期的な成果を得るための光赤外観測装置と戦略として、

1. 「スペースに 0.1 秒角以下の角度分解能を持った中間赤外、遠赤外撮像分光望遠鏡 (10m クラスもしくは干渉計)」

2. 地上の 8m クラスの広視野 (数度) の可視、近赤外望遠鏡を長期間占有し、SDSS 程度の天域 ($> 10^4$□°) を多色撮像、高分散分光 ($R > 1000$) を行う。10 年程度で 1 サイクルのサーベイを終え、再び同じ天域の AGN 候補天体に対して分光サーベイを繰り返し、AGN の分光学的時間変化を検出する。

が考えられる。

超高光度赤外線銀河 (ULIRG)

可視光での大規模サーベイにより、吸収を受けていない AGN に関する理解は飛躍的に進むことが期待される (前節参照)。トーラス状に分布するガス/ダストが、AGN の手前に存在している場合は、トーラスと垂直方向に発達する NLR のみが観測されるが、星生成とは異なる輝線強度比を示すため、見つかった銀河すべてを可視光/近赤外線で分光すれば、普通の星生成銀河と区別して、そのような AGN の存在を明らかにできる。しかしながら、宇宙 X 線背景放射の研究からは、宇宙に存在する AGN のほとんどは、周囲のほとんどをガス/ダストで覆われ、NLR も発達しないような**埋もれた AGN** であることが示唆されている。このような埋もれた AGN は、見つけることが困難であるが、宇宙の AGN の光度、及び、超巨大ブラックホールの成長を支配している可能性が高く、従って、その理解は、AGN の統一的理解において、欠かせない要素である。

埋もれた AGN からのエネルギー放射は、周囲のダストに吸収され、赤外線でダスト熱再放射される。従って、銀河形成の議論に影響を与えるような、**強力な**埋もれた AGN が存在するならば、赤外線で明るい、超高光度赤外線銀河 (Ultra Luminous Infrared Galaxies = ULIRGs, $L_{\rm IR} > 10^{11-12}$) のような種族の中に潜んでいるはずである。ULIRGs の光度には、埋もれた AGN だけでなく、スターバーストも当然寄与していると考えられるため、両者の寄与を定量的に分離することが必須となる。この目的には、透過力の強い熱的赤外線 (波長 3–20μm) での観測が、非常に有効になる。その一つに、分光観測から、星生成 (PAH 放射が強い) と、埋もれた AGN(放射が弱く、ダスト吸収フィーチャーが強い) を区別するという手法がある。また、埋もれた AGN の場合は、周囲のダストに比べてエネルギー源が中心集中しているため、ダストが強い温度勾配を持つのに対し、星生成活動は持たないため、ダスト温度勾配の存在から、区別することも可能である [65]。これらの手法は、

- いくつかの近傍 ($z < 0.3$)ULIRGs に関して、埋もれた AGN の検出に有効であることが実証されている。
- ULIRGs は赤外線で明るいため、赤外線観測に基づくこの手法は、各天体あたりに必要な観測時間が比較的短くて済む。これは、例えば、各 ULIRG あたり、典型的に約 10 時間以上の積分が必要な硬 X 線観測に比べて、統計的に有意な数のサンプルに拡張でき、従って、ある程度異なる種族から成る可能性の高い ULIRGs を、最も系統的に観測して、理解できるという最大の利点がある。
- 静止波長で 3μm の分光データを用いることにより、ダストの一番内側までのダスト吸収量を見積もることができる。従って、埋もれた AGN の、ダスト吸収補正後の光度を定量的に見積もることができる。これは、例えば、硬 X 線観測の結果から、ほとんど情報のない、埋もれた AGN からの紫外線/硬 X 線の強度比を仮定して、埋もれた AGN の元々の光度を推定するのに対して、独立した手法で、かつ、より直接的な定量的議論ができるという特徴がある。

近傍 ($z < 0.3$)ULIRGs に関しては、Spitzer、及び、8–10m 級地上望遠鏡を用いて、研究中であり、今後数年の内に、埋もれた AGN の役割に関して、定量的な回答が得られるであろう。しかしながら、宇宙赤外線背景放射を実際に支配しているのは、近傍ではなく、遠方 ($z = 1 - 4$) の ULIRGs である。宇宙全体での、ダストに隠された側の AGN/銀河形成を正しく理解するためには、これら遠方の ULIRGs における埋もれた AGN の役割を観測的に明らかにしなければならない。これは、SPICA を用いて、本手法を遠方 ULIRGs に適用することで初めて可能になる。本研究は、JWST、Herschel といった外国の次期計画に対して、SPICA が最も優位に立つ特徴を最大限に生かすものであり、従って、日本独自の成果を生み出すことが可能になるであろう。

電離ガス

AGN の電離領域は AGN を構成する基本的な要素でもあるにも拘わらず、みかけのサイズが極めて小さいためにその空間構造や力学状態について十分な理解が得られていない。この電離領域の構造と物理化学特性を正しく把握する事は、AGN に対する理解を深めるという点以外にもいくつかの大きな意義がある。例えば AGN の電離ガスが超高赤方偏移 ($z > 10$) 宇宙における重元素組成比 (と関連する星形成史) を調べるための非常によいツールになり得る点である。銀河の検出が困難な超高赤方偏移宇宙において AGN の輝線スペクトルから重元素組成比などを調べていくためには、電離ガス領域の構造や物理化学特性についての正しい理解が欠かせない。正しい認識を深めるという観点からも、様々なツールとしての利用可能性を追求するという観点からも、AGN の電離ガス領域について理解することは極めて重要である。

電離領域の空間構造は、NLR については HST による撮像観測によって濃淡ある電離ガス雲がコーン状に分布している様子が既に明かになっている。しかし例えば最近傍 AGN の一つである Circinus Galaxy で 0.1 秒角が約 0.2pc に対応する事を考えると、ほとんどの AGN では 1pc 以下の構造を分離して観測することは困難である。いわんや BLR の空間構造については全く未知の状態である。この状況を打開する一つの方法は偏光分光観測である。軸対称的な空間構造を持つと考えられる AGN 中心領域からの放射は散乱によって偏光が生じるため、輝線の偏光特性を調べる事で電離ガス領域の空間構造の情報を得る事ができる。ただし偏光分光観測には大量の光子が必要となる。すばる望遠鏡の FOCAS では波長分解能 1000 での偏光分光観測の限界等級は約 17 等であり、偏光特性の速度依存性や微弱な禁制線の偏光特性を調べられるのはたかだか 15 等程度の極めて明るい天体のみである。電波銀河や高光度 AGN など、様々な種族の AGN に対してこの類の研究を進めていくためには限界等級でもう 2 等ほど深いところまでの偏光分光観測を行える状況が求められる。これは口径にすると 20m 程度の望遠鏡が必要である事に対応する。一方、直接的に電離ガス領域最深部を空間的に分解して観測する事は現状の施設では不可能であるが、特に BLR を直接空間的に分解して観測し、BLR の空間構造を明らかにする事は当該領域において最もエキサイティングな課題の一つである事は間違いがない。リバーベレーション・マッピングの観測から示唆されている BLR の典型的スケールを 10 光日 (~ 0.01 pc) 程度と思えば、近傍 AGN で BLR の空間構造を直接捉えるために必要な空間分解能は数 mas となる。これは超大口径 + 補償光学で狙うスケールではなく、複数台大口径望遠鏡 + 光干渉技術で狙うべきものである。

化学組成に関しては、静止系紫外スペクトルが観測可能な $2 < z < 4$ 程度のクェーサーの観測から、BLR の金属量が極めて高くなっている (太陽近傍の値の 10 倍程度) と示唆されている事が興味深い。近傍 AGN の BLR でも同様の状況かどうか、BLR から NLR にかけて金属量が変化しているのかどうか、また母銀河の形態や平均金属量とどのような関係になっているのかを調べる事が、AGN の化学進化を考える上でも極めて重要である。近傍 AGN の BLR の化学組成を調べるには水素以外の許容線が観測できる紫外域での系統的な探査が必要だが、そのためには地球大気による吸収がないスペースでの観測が必須となるため、現状では HST による明るい AGN の調査のみにとどまっている。NLR の化学組成を調べるには可視域で容易に観測できる禁制線が利用できるため昔から議論が深められてきているが、可視域に見られる禁制線はほとんどが低電離なものであり、NLR の外縁部しか調べられていない事になる。NLR 電離が進んだ領域は低電離 NLR と BLR の中間的な位置に対応するため重要だが、こういった領域の物理化学特性の研究を行うには近赤外域で微弱な禁制線を精度よく観測していく必要がある。ただしこれは現状の 8m 級望遠鏡でも遂行可能な観測である。

まとめると、NLR の空間構造や電離構造の詳細な研究を進め、BLR の空間構造を直接調べていくためには、口径 20m の望遠鏡 1 台を含む数台の地上大口径望遠鏡群を接続させて光干渉観測が行える状況を構築する事が望ましい (数 mas の分解能が必要な BLR の研究の際にのみ接続させ、あとは個々に運用)。光干渉モードでは可視または近赤外での撮像観測を、そして 20m 級望遠鏡単体には波長分解能数千程度まで対応できる可視近赤外分光観測 (偏光モードつき) を行える装置を備える事が必要である。これに加え、BLR の化学組成の研究のために、スペースで紫外線の観測ができる施設を確保する事が重要である。現在検討されている James Webb Space Telescope (HST の後継機) では紫外線はカバーされない事が決まっており、HST 運用が終了してからは当該領域の研究が全く不可能な状況になるため、当該領域の研究を進める手段をどう確保するかは検討すべき事項である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース干渉計	>20m	撮像	紫外、可視			<0.01mas
スペース	>4 m	撮像、分光	紫外、可視			<1mas
スペース	~ 10m	撮像、分光	可視、近赤外			<1 mas
地上大型	>20m	分光	紫外、可視			$<5-10$ mas
地上干渉計	基線長 >1km	分光	$0.9-2.5\mu$m	$R\sim 3000$	$100\square'$	<50mas
地上汎用複数台	8 m	分光 (偏光モード)	可視、近赤外	$R>3000$	$100\square'$	<50mas
地上専用	~ 8m	分光	紫外、可視、近赤外		$>1\square^\circ$	$<5-10$ mas

3.4.4　クエーサー/AGN の進化： 深宇宙サンプルの確立

高赤方偏移 AGN

AGN は $z=0$ の近傍宇宙から $z>6$ の最遠方宇宙にいたるまで、低光度のものから高光度のものまで様々な種族のものが見付かってきている。また、その統計的性質、例えば光度関数などについても、これまでの研究によって $z=0$ から高赤方偏移に移るにしたがって変化している様子が徐々に明らかになってきつつある。しかし、天体個々の特性・構造が遠方 AGN と近傍 AGN でどの程度違っているのかについてはほとんど理解が進んでいないのが現状である。AGN 個々の性質の進化を正しく理解しなければ、光度関数の進化の原因を考えたり宇宙の歴史の中での化学進化史のトレーサーとして AGN を使っていったりといった事を行っていく事は不可能であるため、遠方 AGN の性質を調べていく事は重要である。遠方 AGN の性質で解明すべき最も基本的な事項は次の通り。

(1)「AGN 光度関数は高赤方偏移でどうなっているか? 」　AGN の進化を考える上で最も基本となる統計量は光度関数であるが、SDSS で得られている高赤方偏移での AGN 光度関数は極めて高光度の部分のみであり、近傍 AGN と比較できる状態にはなっていない。高赤方偏移での AGN 光度関数を低光度まで明らかにする事で AGN の数密度の進化の様子を光度の関数として知る事ができるのみならず、紫外線背景放射強度とそのスペクトルについても重要な知見を得る事ができるため、銀河形成などの観点からもこの課題は極めて重要である。

(2)「遠方 AGN にも近傍 AGN と同様の BLR、NLR、ダストトーラスが存在するか? 」　これまでの観測から高赤方偏移にある高光度の AGN ほど BLR や NLR からの輝線の等価幅が小さい事が知られており (Baldwin Effect)、電離ガスの遮蔽率または電離構造が違っている事がその原因ではないかとする説が提唱されている。また遠方 AGN では近傍 AGN に対して言われている AGN 統一モデルから予想される数と比べ、発見されている 2 型 AGN が少ない事が知られている。これはダストトーラスの形状または存在率が近傍と遠方で違っているせいかもしれないし、単に観測の都合上 2 型 AGN を見逃しているだけなのかもしれない。

(3)「AGN はいつから存在したのか? 」　現在時点で赤方偏移 6.5 近くまで AGN は発見されているが、この赤方偏移 6.5 というリミットは限界等級の浅さによるものではなく、SDSS のカバーする波長範囲で決まっており、赤外域まで含めた比較的深いサーベイでさらに高赤方偏移にある AGN が多数発見されるであろう事は想像に難くない。ただし $10^9 M_\odot$ 程度のブラックホールを作るために必要な時間を考慮すると今見付かっている程度の赤方偏移よりも高赤方偏移に高光度 AGN は存在できないかもしれず、そういった観点からも超高赤方偏移 ($z>7$) での AGN 探査は重要である。もし超高赤方偏移 AGN が発見されれば、それらを背景とした吸収線系の研究の対象となる赤方偏移範囲が拡大するため、宇宙の重元素進化史や銀河の形成と進化といった天文学の広範な研究領域に対しても大きなブレークスルーをもたらす事になる。

(4)「遠方 AGN 中の電離ガスの化学組成は? ゼロ金属量 AGN は存在するか? 」　遠方 AGN 中の電離ガスの化学組成についてはこれまで大きく 2 つの観点から盛んな研究がなされている。一つは鉄とマグネシウム

の元素組成比 (Fe/Mg) に対する関心である。これらの元素は主な起源がそれぞれ Ia 型と II 型の超新星であり、Ia 型超新星が起きるために必要な時間 (∼10 億年) を考慮するとこの元素組成比から母銀河の星形成の開始時期に制限を与える事ができるはずである。もう一つは窒素に対する関心である。窒素は主に大質量星内の CNO サイクルで形成される二次的な元素であるため、やはり母銀河での星形成史に対して制限を与える。いずれにせよある程度の赤方偏移までさかのぼれば母銀河での星形成の開始時期との関係で元素組成比に変化が見られるはずだが、$z \sim 6$ 程度までの結果では期待される変化は顕著には見られていない。そのため超高赤方偏移 ($z > 7$) での電離ガスの化学組成を調べ、宇宙のどの時期から重元素汚染が始まったのかを調べる事は極めて重要な課題である。またさらに高赤方偏移になると別の関心として、重元素汚染を全く受けていない「ゼロ金属量 AGN」があるのかどうかが非常に興味深い [61, 76]。

以上の課題は、部分的には現状のすばる共同利用観測において研究を進めていく事が可能である。近傍 AGN と遠方 AGN の電離領域の違いについては、NLR については可視禁制線が赤外域にシフトしてしまうため、近赤外域での分光観測が必用である。$z < 3$ 程度までならばすばる/CISCO または OHS での観測が可能であり、一定の成果が得られるだろうが、観測対象が高光度の AGN に限られるため、明らかになった性質の変化が赤方偏移と光度のどちらの影響によるものなのかまでは分からないままであろう。これは電離領域の金属量に関する研究についても同じことが言える (ただし窒素についての研究は $z < 5$ であれば可視で、また近赤外では $z > 10$ のものでも、光度さえ高ければ研究対象にできる)。

もしすばる級の望遠鏡を占有できると仮定すれば、遠方 ($1 < z < 6$) で低光度な AGN を探査するサーベイが最も重要かつ実現可能性のある課題になる。SDSS よりも 2 等程度深い、$g = 25.5$、$r = 25.2$、$i' = 24.4$、$z' = 23.3$ 等級 (AB 等級) には、すばる/Suprime-Cam であればそれぞれ 1 視野 3 分程度の積分で到達可能である。この 4 色のデータを仮に SDSS 初期データリリースの面積 (∼ 450□°) に対して揃えるためには Suprime-Cam 1800 視野を見る必要があり、一晩に 20 視野見るとすれば暗夜 90 日間でこのサーベイは完了する。視野を大幅に拡張した Hyper-Suprime-Cam が実現すればさらに必要な夜数は短縮され、現状の共同利用型インテンシブ・プログラム枠でも可能になるかもしれない。$z > 7$ の超高赤方偏移探査もすばるが占有できれば遂行可能であろう。SDSS で可視の多色データがそろっている場所をできるだけ広く、近赤外 JHK で 20 等級台程度までの深さで撮像していけば、$z > 7$ の AGN が見付かっていく事が期待される。これはすばるであれば 1 視野あたり 10 分程度の積分で到達できる深さだが、広視野を調べなければならない事がネックとなる。すばる/MOIRCS で 1000 視野探査すると約 10 平方度のサーベイとなり、一晩に 15 視野ずつサーベイを行うとすれば 70 日程度で完了することになるが、超高赤方偏移探査と銘打つためには視野不足が否めない。もし仮に主焦点近赤外カメラが実現すればこの事情は一変し、120 日間程度でこの深さのサーベイを SDSS 初期データリリースの面積に対して行う事ができる。このサーベイが実現すれば確実に多数の超高赤方偏移 AGN を発見する事ができるだろう。こういったサーベイによって高赤方偏移の AGN 光度関数を低光度まで明らかにし、得られたサンプルの分光特性から電離領域の物理化学特性を測定していく事で、前述した課題を明らかにする事ができる。

以上を踏まえると、8m 級望遠鏡複数台 (少なくとも 3 台程度) による地上望遠鏡群を構築する事が望ましい。1 台はサーベイに最適化させた近赤外主焦点広視野カメラの専用望遠鏡とし、広視野多色近赤外撮像サーベイを行う。別の 1 台は可視多色超広視野サーベイ専用望遠鏡に特化させる。もう 1 台は数平方度を同時にカバーできる多天体ファイバー分光専用望遠鏡とする。この望遠鏡には可視から近赤外まで対応できる分光器を用意する必用がある (可視と近赤外で別装置にしても構わない)。なお、この提案では 8m 級サブ望遠鏡をすべて特定の観測モードに特化させているが、これはサイエンスターゲットを狭めるものではない事を強調しておきたい。ここに挙げたようなサーベイや分光フォローアップが広い天文学コミュニティーに支持され得る事は、現状のすばるでの Suprime-Cam への支持の厚さや SDSS から拡がっているサイエンスの幅の厚さなどから明らかである。

隠された、2 型 AGN の探査

現状と課題　低光度の AGN であるセイファート銀河には中心核が直接見えている 1 型と、中心核が星間物質で隠されているらしい 2 型が存在する。これらは同じ構造を持つ天体を見ているが、視線方向の違いによって、中心核が直接見えるか、隠されているかが異なる、と考えられている (セイファート銀河の統一モデル)。どれだけの AGN が隠されているのかを調べることで、AGN の中心核を遮蔽するトーラスの構造を統計的に明らかにすることができる。たとえば、近傍宇宙のセイファート銀河においては 2 型が 1 型の 4 倍程度存在することから [71]、遮蔽するトーラス構造の開口角は 40 度程度と推定できる。この値は近傍セイファート銀河の狭輝線領域の扇型の空間分布から推定される値とも合致している。同じことは高光度の AGN であるクエーサーでも起こっていると考えられている。

最近のハード X 線での探査 [58] によって赤方偏移 1 あたりまでのクエーサーにおける可視光、X 線の吸収量の分布が明らかになりつつあり、2 型クエーサーは 2 型セイファートから予想されるほど多数は存在せず、光度が大きくなると隠されている 2 型クエーサーの割合が減るという傾向が見つかっている (図 3.8 左)。この結果はクエーサーにおいては中心核を遮蔽するトーラス構造の開口角がセイファート銀河よりも大きいことを示し、中心核光度が大きくなるとトーラス内の物質が外側へはきとばされるといったことを示唆する。

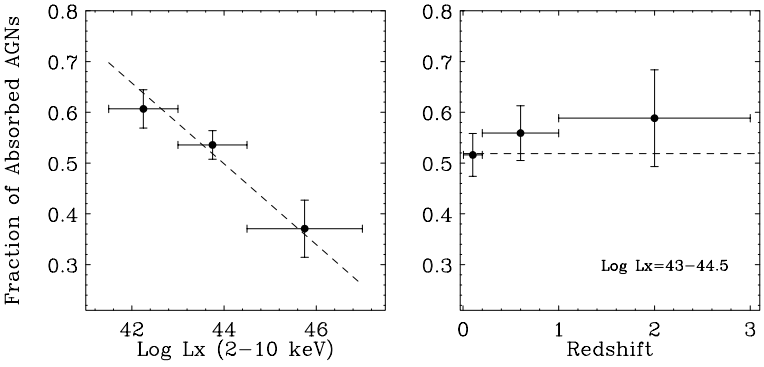


図 3.8: ハード X 線探査によって見つかった AGN(X 線での吸収の柱密度が $\log N_{\rm H} < 24(\rm cm^{-2})$) の中での隠された AGN (柱密度が $\log N_{\rm H} > 22(\rm cm^{-2})$) の割合の光度依存性 (左) と赤方偏移依存性 (右)。[83]

赤方偏移 1 を超える宇宙での隠された 2 型 AGN の存在数はいまだよくわかっていない (図 3.8 右)。銀河が大量の星間ガスを持っていた遠方宇宙では隠された AGN が多数存在する可能性もある。銀河がガスを消費するという進化と隠された AGN の割合が減少するという進化を定量的に比較することは AGN の進化を明らかにする上で重要である。一方、近傍宇宙においても、非常に柱密度の高い星間物質に隠されていて X 線の探査で捉えにくい種族 (コンプトン散乱に対して厚い AGN/クエーサー) が存在することもわかっている [81] が、そのような天体がどの程度の数存在し、銀河中心のブラックホールの成長過程でどの程度の貢献をしているのかはまだよく制限がついていない。

すばる望遠鏡次世代観測装置や次世代望遠鏡/装置で到達できること　遠方宇宙における隠された 2 型 AGN の存在数は、8m クラス望遠鏡の性能をもってすればある程度明らかにできる。すでに、南天のチャンドラ深探査領域では VLT の分光観測により赤方偏移 3 を超えるあたりにいくつかの 2 型 AGN が見つかっている。一方で Keck での分光観測が行われた北天のチャンドラ深探査領域ではそのような種族は見えていない。チャンドラ深探査の視野 (10 分角程度) の領域ではまだ宇宙の非一様性の影響を受けているということであり、このような影響を受けないより広い視野の多波長探査が重要である。また赤方偏移 1、2 を超えると、隠された AGN を捉えるのに必要な主な輝線 (Hα, [OIII]) が赤外線領域に入ってしまうため、天体の赤方偏移という最も基本的な量を決めることが困難であった。すばるの次世代観測装置であるマルチスリット赤外線分光器 (MOIRCS) や主焦点ファイバー多天体分光器 (FMOS) が立ち上がると赤外線へと赤方偏移した Hα, Hβ, [OIII] といった輝線を多数の天体に対して同時に観測して捉えることができるようになる。すでにすばる/XMM-Newton 深探査領域やコスモス探査領域では X 線、電波、遠赤外の多波長での探査観測が 1 平方度を越える視野で精力的に進められている。これらの領域で見つかった AGN 候補天体に対して多天体の可視、赤外線分光観測を実行すれば、赤方偏移 2 を超える、つまりクエーサーの活動性のピークとそれ以前の時代の隠された AGN の存在数に初めて制限がつけられるであろう。

得られた遠方 AGN のサンプルはその AGN の母体となる銀河 (母銀河) を観測する上でも重要である。1 型 AGN では明るい中心核からの光に母銀河はうずもれてしまい、遠方宇宙での母銀河の観測は現状ではほぼ不可能であるが、隠された 2 型 AGN では、中心核の影響が比較的小さく、母銀河を直接観測をすることが可能である (図 3.9)。

AGN の母銀河を多数観測することで、銀河の形成過程と、銀河中心ブラックホールの成長過程の物理的つながりを明らかにすることができる。母銀河の可視光での光度 (その天体から見た場合の紫外線での光度) からその母銀河の星形成率が推定できる。この星形成率は銀河の成長率であり、AGN 光度から求まるブラックホール成長率と統計的に比較することで、銀河の形成過程とブラックホールの成長過程の時間差を定量的に評価することができる。また、母銀河の近赤外線での光度 (天体から見た場合の可視光の光度) から母銀河が持つ星質量を求め、中心核光度や幅の広い輝線の速度幅から中心のブラックホール質量を推定すれば、遠方宇宙での銀河の星質量とブラックホール質量の関係を調べることもできる。これらの課題は現状のハッブル宇宙望遠鏡や 8m クラスの地上望遠鏡で十分可能であり、上記の広視野探査観測から多数の 2 型 AGN のサンプルが得られれば急速に進むだろう。特にレーザーガイド星による補償光学が使えるようになれば、近赤外線の波長域でハッブル宇宙望遠鏡の可視波長域並みの分解能 ($< 0\farcs1$) で初めて定常的に観測できるようになり、大きな進展が期待される。

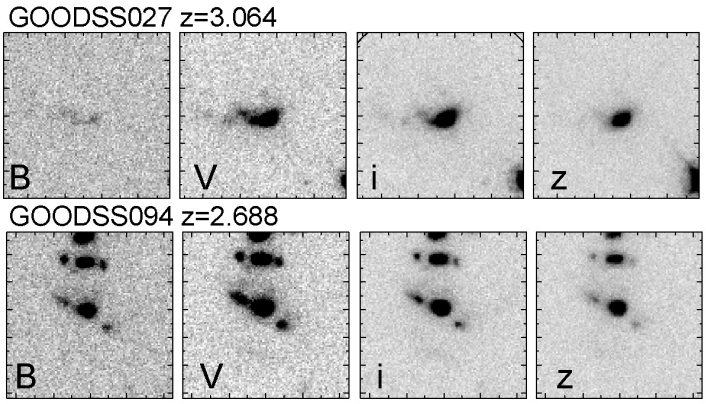


図 3.9: チャンドラ深探査領域で見つかった隠された AGN のハッブル望遠鏡による超深探査で得られた B、V、i'、z' バンドでの画像。遠方 AGN の母銀河が分解されて捉えられている。$3'' \times 3''$ の領域で、$3''$ は赤方偏移 3 では 23 キロパーセクに相当する。

コンプトン散乱に対して厚い AGN の存在数についての手がかりも多波長の探査の結果を付き合わせることで得られる。電波源の種族とハード X 線源の種族を比較すると、電波でしか捉えられない AGN の中に電波で明るい AGN に混じってコンプトン散乱に対して厚い AGN も入ってくると期待される。電波でしか捉えられない AGN の電波から赤外線でのスペクトル分布を調べることで、コンプトン散乱に対して厚い AGN のみを取り出すことができる。

残された課題は何か　8m 望遠鏡を用いてもその正体を明らかにすることの出来ない AGN 候補天体はまだ多数存在し、それらは非常に遠方の隠された AGN であると考えられる。たとえばチャンドラ深探査で見つかっている X 線源のうち 3 分の 1 程度は現状の 8m クラス望遠鏡の分光能力ではその正体がよくわかっていない。隠された AGN でも輝線の強く出ている種族については赤方偏移 3、4 あたりまで 8m クラス望遠鏡を用いて捉えることができるが、弱い輝線の天体の場合にはその正体を明らかにすることは非常に難しい。また、サブミリ波源である SCUBA 天体も遠方のコンプトン散乱に対して厚い AGN の寄与があると考えられているが、その正体はまだよくわからない。これらの問題を解決するには 20m クラスの分光用地上大望遠鏡と数分程度の視野を持つ多天体分光器による分光探査観測が必要である。将来の大型 X 線望遠鏡を用いれば現状で見つかっているような天体については X 線データに見られる輝線から赤方偏移が決められる可能性もある。

また、遠方宇宙の AGN の母銀河の観測でも 20m クラスの望遠鏡が必要になる。赤方偏移 3 より遠方に行っても同じ大きさの天体の見かけの角度サイズは大きくは変化しないことを考慮すると図 2 で見られるように空間分解能はすでに 2m クラスの宇宙望遠鏡 (可視) や 8m クラスの地上望遠鏡 (赤外線) でも十分である。だが、各天体に対して 1 日を超えるような積分時間が必要で、高い SN で撮像、分光観測を行うには 20m クラスの地上望遠鏡が必須となる。

巨大ブラックホールの形成と銀河形成、狭輝線セイファート 1(NLS1s)

巨大 BH の成長　AGN のエンジンであると考えられている巨大 BH の成長・進化は最も重要なトピックの一つであることは間違いない。よって、質量降着史を解き明かすことは大きな目標の一つである。質量降着史を解明する為には、クエーサーのみならず、遠方セイファートや低光度 AGN についても光度、SED、BH 質量を知る必要があり、巨大なサンプルが必要となる。また、ダイナミクスや SED 等、BH 降着現象が理論的に解明されることも必須である。まとめると、観測すべきものは

a) 個々の AGN の SED、及び SED の時間進化

b) 光度関数の時間進化

c) 個々の AGN の BH 質量及び赤方偏移進化

である。 SED、光度関数、サンプル構築のために必要な装置は、「空間分解能が高く、且つ視野が広いこと (数メートルの可視・近赤望遠鏡)」である。

また、遠方銀河の BH 質量の測定は現実的にはリバーベレーション・マッピングしかない。10 年程度の長時間にわたってある程度専有できることが条件となる。更に、光度や SED からより正確な BH 及び降着流の情報を引き出す為には近傍の AGN、BH 降着円盤の理解も欠かせない。特に、成長過程で質量の小さめの BH は我々が知らない特性を持つ可能性もあるので、中質量 BH を発見し、徹底的に調べるということも重要であろう。これは X 線で始められているが、他の波長での研究も必要である。

BH-銀河の関係　BH 質量–速度分散 (BH 質量–バルジ質量) の関係は、BH と銀河形成に何らかの相関があることを意味していると考えられる。この関係を物理的に理解するのが最終目的だが、当面はこの関係式が成立する条件を調べる必要がある。どのような場合に成り立ち、どのような場合に成り立たないのかを、BH 質量、母銀河の性質 (形態や大きさ等)、赤方偏移等の観点で調べる必要があり、特に、遠方でも成り立っているのかどうかは非常に興味深い。また、最近では、クエーサーやセイファート銀河に加え、BH 質量が調べにくい BL-Lac 天体でもこの経験則が成り立つことが分かってきた反面、(BH 質量が軽い)NLS1 では成り立たないことが報告されているので、BH 質量がある一定値以上でないと成り立たない可能性もある (球状星団で成り立つという報告もある)。BH 質量を知る必要があるので、広視野の装置で長時間観測する必要がある。一方、ULIRG やライマン・ブレイク銀河、SCUBA 天源に巨大 BH があるのかどうかも BH と銀河の関係を知る上では重要である。これらは大量のガスやダストに覆われていることは間違いないので、実際の BH 検出はハード X 線 (10keV–100keV) による観測が必要である。

NLS1s　NLS1 が広輝線セイファート 1 (BLS1) にどのくらいの時間尺度で進化するのか (本当に進化するのかさえも) は分かっていないが、仮に、ゆっくりと徐々に変化していくのであれば、NLS1 の BH 質量、質量降着率、光度、SED、輝線幅や輝線強度比を徹底的に、数多くの天体について調べれば NLS1 の進化の時系列を理解することができる。また、もし、ある瞬間、短い時間尺度で NLS1 が BLS1 に変身するのであれば、多数 (e.g. 10 万個) の NLS1 を長期間モニター観測することによって、変身の瞬間に何が起こるのかを発見できるはずである。

まとめると、AGN の進化を調べる為には広視野の可視、近赤外観測によるサンプル構築が必要で SED を知る為には空間分解も欠かせない。且つ、長期モニターの観点から専有できることも重要である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上専用 + 多天体分光器	~ 8m	撮像・分光	可視、近赤外	$R \sim 1000$	$> 1\ \square^\circ$	FWHM $\sim 0\farcs1$

3.4.5 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
和田 桂一	国立天文台理論研究部 (班長)	§ 3.4.1, § 3.4.3
村山 卓	東北大学大学院理学研究科	§ 3.4.2
今西 昌俊	国立天文台光赤外研究部	§ 3.4.3
米原 厚憲	東京大学大学院理学系研究科	§ 3.4.3
長尾 透	アルチェトリ天文台	§ 3.4.3, § 3.4.4
寺島 雄一	宇宙航空研究開発機構宇宙科学研究本部	§ 3.4.3
秋山 正幸	国立天文台ハワイ観測所	§ 3.4.4
大須賀 健	立教大学理学部	§ 3.4.4
梅村 雅之	筑波大学計算科学研究センター	
中川 貴雄	宇宙航空研究開発機構宇宙科学研究本部	

3.5　銀河、銀河団

3.5.1　次世代銀河天文学の方向性

現在、遠方超新星や宇宙背景放射の観測などから、宇宙論パラメターがかなりの精度 (数パーセントの誤差) で決定されるようになった。もちろん宇宙の全物質の 95%以上をも占める、暗黒物質と暗黒エネルギーの正体は不明という忌々しき事態ではあるものの、その究明は素粒子物理学に譲るとして、天体を擁する「容れ物」としての宇宙は一応確定したことになる。そこで、次に当然重要になるのは、宇宙を実際に形作る三大構成要素、すなわち暗黒物質、バリオンガス、そして銀河 (星) が、それぞれどのように宇宙に分布し、どのような進化を遂げて今日の銀河宇宙を形造っているのかという、宇宙の壮大な叙事詩を記述することである。

銀河、銀河団の形成・進化は、時系列に以下の 3 つの特徴的な段階に分けることができよう。

1. **初代天体の形成と宇宙の再電離：**
   宇宙では最初いつ、どのような天体が生まれたか? それは宇宙全体にどのような影響を及ぼしたか?

2. **黎明期の銀河：**
   形成途上の銀河はどのような構造、物理状態にあったか? そこでは星形成と帰還作用 (フィードバック) はどのように起ったか? 銀河形態の初期分離はどのように起ったか?

3. **銀河宇宙の大局的進化：**
   銀河はその後どのように進化し、大規模構造と、環境に大きく依存した銀河宇宙を形造ったか? 特に、銀河銀河団の質量集積、大局的星形成史、銀河形態の変遷はいつどのように起ったか?

宇宙の質量分布の進化 (ダークハローの構造形成) は、昨今の標準宇宙モデルである冷たい暗黒物質 (コールド・ダークマター; CDM) 仮説に従って、高速大容量計算機の格段の進歩により高精度数値実験が行われ、「仮想的な宇宙」の構造形成の様子がかなりの分解能 ($10^{10}M_{\odot}$) で描き出されるようになってきた。しかし一方で、各々の暗黒ハローの中でどのようにガスが冷え、星、そして銀河が生まれ、「目に見える銀河宇宙」が形成され進化してきたのかは、理論・観測共に、依然大きな謎に包まれていると言っても良いであろう。宇宙の構造進化は初期条件さえ与えると、後はほぼ重力のみによって記述されるのに対して、銀河の形成進化には、ガスと星の複合体の熱史にまつわる多くの複雑な物理過程が入り込んでくるからである。従って銀河の形成と進化の過程を明らかにするには、実際の観測によってその現場を目撃し、それによって理論に制限を与えるという現象論的、準経験的な手法が決定的に重要である。従って、技術の進歩と相まって進む運命にあることも自明である。事実、1990 年代半ばからのハッブル宇宙望遠鏡 (HST) や口径 8 – 10m の地上大望遠鏡の出現により、時代を遡った遠方宇宙観測が飛躍的に進展し、それによって銀河天文学は画期的な発展を遂げてきた。赤方偏移 (z) が 1(宇宙年齢が 3 分の 1) 近辺での銀河特性の詳細な観測 (銀河基準平面など) や、赤方偏移が 5 を越えるような時代 (宇宙年齢が 10 分の 1 以下) の原始銀河の観測 (ライマン・ブレイク銀河 (例えば [149]) やライマン・アルファ輝線銀河 (例えば [99]) などは、まさにその典型である。しかし、我々がこれまでに得た銀河形成進化の情報というのは、非常に断片的かつ偏狭で、壮大な宇宙の氷山の一角を漸く捕え始めたという段階にあると言えるであろう。今我々が直面している観測上の困難は次の 4 点に集約されよう。

1. **波長限界：**
   遠い宇宙初期の情報は、赤方偏移が大きいため波長の長い側にある。また、初期の銀河が星間塵に包まれているとすると、遠赤外からサブミリ波帯での塵による再放射エネルギーが卓越する。従って、初代天体や黎明期の銀河の観測には、赤外以降の長い波長での観測が決定的に重要であることは自明である。事実、地上からの可視域での高赤方偏移天体の観測では、見ているのは若い星やガスからの紫外光であり、極短い時間尺度の星形成活動や星間塵による吸収によって支配されている。従って、このような紫外線領域で検出した銀河から得られる遠方銀河宇宙の姿は大きなバイアスを受けている。

2. **視野限界：**
   可視では大型カメラ (∼ 30 分角) が存在するが、赤外ではカメラの視野が非常に限られている (2 − 6 分角)。従って、遠方銀河宇宙の大規模構造の観測や銀河特性の系統的研究が困難である。

3. **空間分解能限界：**
   地上では実視シーイング、スペースでは小口径による回折限界によって角分解能が制限され、遠方銀河の 1–数 kpc 以下の構造を分解できない。昨今の補償光学 (AO) が期待されるが、視野が著しく制限される。従って、遠方銀河の内部構造、銀河形態の発現、衛星銀河の降着といった高い空間分解能が要求される研究は困難である。

4. **分光限界：**
   超遠方の微光度天体は分光追観測が著しく困難なため、それらの詳しい物理状態や内部構造 (速度場など) が良く分からない。

これらはいずれも次世代の観測銀河天文学が克服すべき課題であり、(1) はスペースでより長い波長 (近赤外から遠赤外) での観測の必要性を、(2) は赤外広視野カメラの必要性を、(3) は地上 AO 技術の革新および大口径スペース望遠鏡の必要性を、(4) は地上またはスペースでのより大口径の望遠鏡の必要性を、それぞれ訴えており、新しい望遠鏡、観測装置の開発が不可欠であることは自明である。

以下、まず次世代銀河天文学の主要研究題目を 3 つ挙げ、次にそれら主要研究題目と他の研究題目について個別に詳細に述べる。

3.5.2 初代天体の発見と宇宙電離史の解明

初代天体の誕生

初代天体形成過程に放出される水素分子輝線 ビッグバン宇宙において形成される原始ガスには重元素が含まれていない。そのため、原始ガスから形成される第一世代の星では、水素分子の 振動・回転準位の励起による放射冷却が、星形成過程での重要な冷却源となる。逆に、特徴的な水素分子輝線を観測することができれば、原始ガスからの初代天体の形成過程の検証となり、非常に重要な成果となりうる。

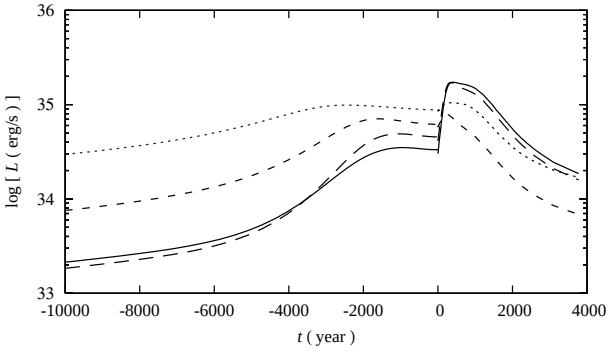


図 3.10: 原始ガスからの第一世代星形成時に放出される主要な水素分子輝線強度の時間進化。時間の原点は、中心での原始星形成時である。実線と長破線はそれぞれ静止系における波長が 2.34μm と 2.69μm の振動遷移輝線を示し、短破線と点線はそれぞれ 8.27μm と 10.03μm の純回転遷移輝線を示す。どちらの種類の輝線も質量降着期 ($t > 0$) において最大強度になる。また、コア収縮期 ($t < 0$) においては、回転遷移輝線のほうがより強いが質量降着期においては、振動遷移輝線のほうが強くなる。

原始ガスからの星形成過程についての研究は近年比較的に進展し [132]、詳細な議論が可能になってきた。しかし、原始ガスからの星形成過程からの水素分子輝線強度についてのこれまでの理論予測においては [109, 139]、光度距離の計算を間違えたために光量を大きく過大評価していたことに注意が必要である。また以前の推定では、コア収縮期のみしか考慮されていなかった。最新の解析においては、水素分子輝線強度が最大になるのは中心に星に成長している核 (原始星) が形成された後の質量降着期であることがわかった [125]。そのときには波長 2 ∼ 3μm の振動遷移輝線が特に強くなり、一個の第一世代星からの輝線の最大強度は、およそ 2×10^{35} erg/s である (図 3.10)。

宇宙の初代天体は $1 + z = 20$ 程度で形成されると考えられるので、観測される波長帯は中間赤外領域となる。よって、宇宙の大口径冷却望遠鏡が必須である。また、初代天体形成時 ($1 + z = 20$) を考えると、最大で

$3 \times 10^{-29}\mathrm{W/m^2}$ の光量が期待されることになる。SPICA 計画 (本報告書の関連章を参照) で考えられている、中間赤外帯での輝線の感度である $10^{-21}\mathrm{W/m^2}$ を用いると、輝線の強度が最大周辺にある光源が $10^{7.5}$ 個程度必要という計算になる。この光源数は、個々の星形成過程において最大強度の時間尺度がせいぜい 10^3 年であることから、現実的には期待できない。しかし質量降着期においては、降着円盤をとおした質量降着が重要になると考えられ、その場合には、水素分子輝線としてのエネルギー放出効率が数桁大きくなる可能性があり、大規模な星形成領域が存在すれば観測可能であるかもしれない。この過程からの輝線強度の推定を緊急に行う必要がある。

また、より低赤方偏移での天体形成過程において放出される水素分子輝線も重要な対象となる。銀河規模の天体形成は $z \sim 3$ 程度でも十分おきるからである。[131] の計算では、原始銀河雲の冷却課程で、10μm 帯の回転遷移輝線が 10^{41} erg/s 程度出ると予想されている。よって、$z \sim 3$ とすると、波長はやはり中間赤外帯となり、$10^{-20}\mathrm{W/m^2}$ 程度の光量が期待される。これは観測可能性がある。ただ、この輝線はある程度低密度で放射されるため、十分には重元素量が低くなく種族 II の星程度のガスでも出る可能性がある点には注意が必要である。原始銀河雲の形成には当然星形成も引き続くことが期待される。この場合、10^4 個程度の光源があれば観測可能となる。

$z \sim 3$ では、かなり大質量の銀河雲の形成が期待されるので、そのなかに重元素に汚染されていないガスが十分存在し、$100M_\odot$/yr 程度の原始ガスからの星形成率があれば、星形成過程からの水素分子輝線も観測可能である [126]。このときは、振動遷移輝線のみならず、回転遷移もターゲットになる。当然ながら、この場合でも降着円盤からの輝線の研究は必須である。

Lyα 輝線　$z < 5$ ではいわゆる Lyα ブロッブといわれる非常に線幅と光度が大きく、かつ空間的に広がった Lyα を放射する天体が観測されている。これらは銀河形成期の銀河風であるとする説や、冷却光子によるものであるとする説などが提唱されている。しかしいずれにしてもこれらの天体は、絶対的な光度は異なるかも知れないが、第一世代天体形成期にも期待される現象である。すなわち、ビリアル温度が 1 万度を超えるような天体の形成期には Lyα 冷却光子が $L = 10^{42}\mathrm{erg/s} \times (n/1\mathrm{cm^{-3}})^2(V/10^{64}\mathrm{cm^3})$ 程度の明るさで放射されていることになる。水素分子の線放射のようにこれらの観測が直ちに原始組成ガスからの銀河形成を示唆するものではないが、少なくとも非常に高い赤方偏移の天体を確認する有力な手段のひとつであるといえる。また今まで観測されてきた Lyα 輝線天体のように活発な星形成活動の結果 Lyα 光子は放射される場合も考えられる。この場合にはおよそ $2.5 \times 10^{42}(\dot{M}_*/10\mathrm{M_\odot yr^{-1}})$ erg/s 程度の光度が期待される。

これらの光度は、$z \sim 10$ でフラックス密度にして

$$F_\nu(\mathrm{Ly}\alpha) \simeq 3\mu\mathrm{Jy}\left(\frac{R}{3000}\right)\left(\frac{\dot{M}_*}{10\mathrm{M_\odot yr^{-1}}}\right) \quad (3.19)$$

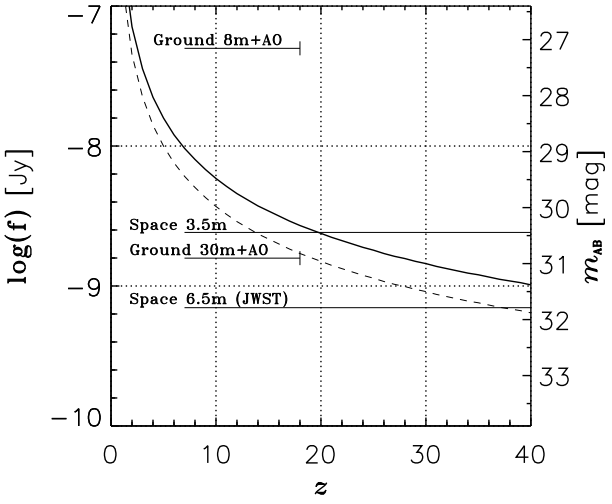


図 3.11: 各赤方偏移に初代銀河 ($M_{\mathrm{UV}} = -18$:星形成率にして $1M_\odot\mathrm{yr^{-1}}$ を仮定) があった場合の明るさと各種望遠鏡の 5σ 検出限界。太実線は初代銀河の紫外線連続光の光度で、Lyα 輝線探査をする場合に必要な検出限界に対応する。鎖線は初代銀河のライマン・ブレイクを観測するのに要求される光度で、ライマン・ブレイク銀河探査をする場合に必要な検出限界に対応する。各種望遠鏡の検出限界は、点源に対し 30 時間積分を行なった場合のもので、上から順に地上 8m(AO 付き)、スペース 3.5m、地上 30m(AO 付き)、スペース 6.5m(JWST) に対応する。地上大型望遠鏡に関しては、2.5μm より長波長の検出感度は非常に悪くなるので、2.5μm より短波長で検出できる赤方偏移 ($z < 18$) における銀河のみに限った。検出限界は、$z = 7 - 18$ 銀河に対しては波長 $1 - 2.5\mu$m における感度の平均を、$z = 18 - 40$ 銀河に対しては波長 $2.5 - 5\mu$m における感度の平均を用いている。

程度になる。これらの Lyα の輝線は、電離していない宇宙では、中性水素が大量にあるために、散乱によって面輝度が下がって検出が困難になる傾向にある。そのために天体のある時代の宇宙の電離度によって輝線の輪郭が大きく変化し、特に長波長側の吸収量が大きく変化する。後に §3.5.2 で示すように、この性質を用いて宇宙の電離度 (中性度) の変遷を調べることができる。

また上記のような光度を持つ天体はおよそ $10^9 M_\odot$ のハロー質量を持っていると考えられるので [128]、$z = 10$ でこのような天体の数を数えると、100 平方分角の視野でおよそ数個–数十個あると考えられる。

また、図 3.11 は Lyαの輝線探査、およびライマン・ブレイクによる探査のさまざまな望遠鏡での検出可能性を示している。この図によれば、スペース 3.5m, 地上 30m クラスの望遠鏡で $z = 10 - 20$ の形成中の銀河を検出することができる。したがってこのような口径をもち、かつ広視野の観測装置が必要になる。

Hα 輝線 Lyα 輝線が高赤方偏移で強い吸収を受けるのに対し、第一励起状態にいる水素原子が基底状態よりもはるかに少ないために、Hα 輝線はほとんど吸収を受けない。したがって Hα 輝線は、高赤方偏移の天体を探る目的に向いているといえる。Hα 輝線が初期の爆発的星形成中銀河の電離領域から放射されるとすると、光度は $2.1 \times 10^{41} (\dot{M}_*/10 M_\odot \ \mathrm{yr}^{-1})$ erg/s と期待される。これから $z \sim 10$ で光量を見積もると、

$$F_\nu(H\alpha) \simeq 1.4 \mu\mathrm{Jy} \left(\frac{R}{3000}\right) \left(\frac{\dot{M}_*}{10 \mathrm{M}_\odot \mathrm{yr}^{-1}}\right) \tag{3.20}$$

光量としては下のような装置でぎりぎり観測できる程度である。できればより大口径のスペース望遠鏡が望まれる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	> 3m	狭帯域撮像	$5 - 15\mu$m	$R \sim 3000$	$100\square'$	$\sim 1\ ''$

銀河としての初代天体

ここでは、星としての初代天体ではなくその集合体としての初代銀河を発見、検出することを考える。確定的な検出を行う為には、次の 2 段階

(1) 撮像観測による候補天体の選択

(2) 分光観測による同定

を経る必要がある。以下その 2 段階の考えうる方針と問題点を明らかにする。

(1) 撮像観測による候補天体の選択 遠方銀河を検出するにはまず、撮像によって候補の天体を見つける必要がある。一般に、天球面上での遠方銀河の個数密度は、前景銀河の個数密度に対して極めて小さい。例えば、[117] の $z = 6.6$ 銀河の天球密度は、前景銀河のそれに比べておよそ千分の一になっている。したがって、まず始めに前景銀河をおおざっぱに見分け、厳選した初代銀河候補だけ選んで (2) の分光観測を行うべきである。

$1 - 6\mu$m という波長域では遠方銀河の静止座標の紫外線しか捕らえられない。したがって、初代銀河候補を選ぶのに適当なのは、静止座標の紫外線だけで候補天体選びが行える (i) ライマン・ブレーク法 [149] と (ii) ライマン・アルファ輝線法 [99, 133] とである。

ライマン・ブレーク法は、3μm 付近にあるブレークを捕えるため、33 等 (AB) という深い限界等級が必要で、若干不利かもしれない。一方、ライマン・アルファ輝線法は、4μm において 31 等 (AB) の広帯域撮像と 29 等 (AB) の狭帯域撮像があれば良いので限界等級をが若干浅くても良い。ただし、ライマン・アルファ輝線法は狭帯域フィルターの狭いバンド幅に Lyα 輝線が入る遠方銀河だけしか検出できない為、一度に探査できるサーベイ体積はライマン・ブレーク法に比べおよそ十分の一となり、この点に於て不利である。しかしながら、ライマン・アルファ輝線法なら銀河形成時に出ると言われている冷却放射に伴う巨大な Lyα エンベロープ ($L_{\mathrm{Ly}\alpha} = 10^{44} \mathrm{erg\ s}^{-1}$ の光度、100kpc 程度の大きさ；[104]) を持つ天体を検出できるという長所がある。いず

れにしても、ライマン・ブレーク法およびライマン・アルファ輝線法はそれぞれに長所短所があるため、可能なら両者を行うべきである。この場合、ライマン・アルファ輝線法に必要な狭帯域フィルターを望遠鏡に搭載する必要がある。

ライマン・ブレーク法なら、H ドロップ、K ドロップ、L ドロップ銀河を見つけ、それぞれ $z \sim 11, 17, 24$ 前後の銀河検出を目指す。一方ライマン・アルファ輝線法なら、中心波長 1.5, 2.2, 3.0μm 程度を波長中心とした波長幅 0.1μm 弱の狭帯域フィルターで同様の赤方偏移の銀河を検出する。その結果、どの赤方偏移まで銀河が存在し、どの赤方偏移でそれが無くなるかを見ることで、初代銀河がいつ誕生したかを探る。

(2) 分光観測による同定　次に、撮像観測で検出した初代銀河候補天体の赤方偏移を測定することが必要である。ただし、(1) で検出した初代銀河候補天体の全てが本当の $z \gtrsim 10$ にある天体とは限らないので、多数の候補天体を分光する必要がある。ただし、すばる望遠鏡で行われた高赤方偏移 ($z = 3-5$) 銀河の探査において、前出のライマン・ブレーク法、ライマン・アルファ輝線法による候補天体を分光同定した結果では、それぞれ 60–90%および 50–80% 程度の的中率があることが分かっている。これを考慮すると必ずしも多天体に対し分光をしなくても初代銀河の検出は行える可能性がある。ただし、初代銀河のような超遠方の暗い銀河を分光するにはかなりの望遠鏡時間を投入する必要があり、多天体分光器なしには初代銀河の統計的な研究はできないだろう。

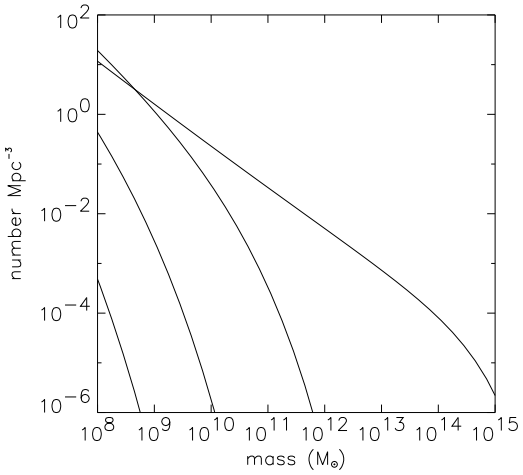


図 3.12: コールド・ダークマター (CDM) モデルが予言するダーク・ハローの質量関数 (プレス・シェヒター関数)。右から順に $z = 0$,10,20,30。

分光観測で同定された高赤方偏移銀河が原始ガスから誕生した初代銀河かどうか確認し、これらの銀河の性質の詳細を測定する必要が出てくる。普通金属吸収線や輝線を用いて銀河の中の金属量を測るが、超遠方にある暗い銀河でこの方法を用いることは困難を極める。たとえ金属起源の輝線 ([OII], [OIII] など) を用いたとしても、観測を試みて検出されなかったという結論では限界等級に依存し説得力に欠ける。また [OII], [OIII] などの金属線は、輝線は静止座標の可視光 (波長 0.4μm 以上) にあるため、$z = 20$ の天体では 8μm 以上の極めて検出効率の悪い波長へシフトしてしまう。現在考えられる最も容易で説得力がある方法は、静止座標の紫外線スペクトルにある電離度エネルギーの高い HeII 輝線の有無を見ることである [143]。もし顕著な HeII 輝線が見つかった場合は普通には説明できないような超大質量星があることを意味し、原始ガス特有の現象だと結論できる。予測される HeII の光度は $L_{\rm HeII}/L_{{\rm Ly}\alpha} \sim 1/20$ 程度とかなり暗いので、波長分解能を極めて高くするなどの工夫をして検出する必要があるだろう。

最後に、どのような望遠鏡が初代銀河検出に適当かを考える。プレス・シェヒター関数 (図 3.12; [137]) によると $z = 20-30$ における銀河の質量は、せいぜい $10^8 M_\odot$ 程度と考えられるので初代銀河の絶対等級を矮小銀河程度と見なし、$M_{\rm UV} = -18$(つまり星形成率にして $1 M_\odot {\rm yr}^{-1}$) と仮定する。図 3.11 にこの初代銀河があった場合の明るさと各種望遠鏡の 5σ 検出限界を示した。3.5m の宇宙望遠鏡と 30m の地上大型望遠鏡 (AO 付) はいずれも $z \sim 20$ にある初代銀河までは検出できる。一方で、6.5m の宇宙望遠鏡は仮に $z \sim 40$ に初代銀河があったとしても検出できる。以上のことを考えると、$z \gtrsim 17$ に存在するであろう初代銀河の検出には、3.5m の宇宙望遠鏡と 30m の地上大型望遠鏡 (AO 付) またはそれ以上の口径を持つ望遠鏡が必要になる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	> 3.5m	撮像 (広帯域+狭帯域)	$1-6\mu$m		0.1 □°	FWHM $\sim 0''.1$
地上大型	> 30m	撮像 (広帯域+狭帯域)	$1-3\mu$m		0.1 □°	FWHM $\lesssim 0''.1$
スペース	> 3m	分光 (可能なら多天体分光)	$1-6\mu$m	$R > 5000$	0.1 □°	FWHM $\lesssim 0''.1$
地上大型	> 30m	分光 (可能なら多天体分光)	$1-3\mu$m	$R > 5000$	0.1 □°	FWHM $\lesssim 0''.1$

宇宙の再電離

Hα輝線と Lyα輝線強度比　最近の宇宙背景放射の観測は従来考えられていたよりも早期 ($z \sim 20$) の再電離を示唆している [148]。しかしこれらの観測から得られる情報は電離ガスの柱密度であり、紫外線強度や中性度の時間的進行の様子はつかむことができない。しかしこれらの進行具合は理論的には第一世代天体の形成や若い銀河の形成に重要な物理的影響を与えることが期待される (e.g. [150, 151])。したがって再電離の様子を詳細に調べることは銀河形成の問題にとって非常に重要な問題である。また理論的な大規模数値計算からは種族 III と種族 II の初期星質量関数との違いから、宇宙は二度電離したとする理論モデルが提唱されている [95, 146]。

これまで比較的近傍 ($z < 6$) では、若い銀河やクエーサーの Lyαよりもエネルギーの高い連続光が手前の中性ガスにどの程度吸収を受けるかによって紫外線背景放射の時間進化の様子が調べられてきた [91, 103, 160]。しかしこの方法も、$z > 7$ の高赤方偏移の時代に行くと、あまりに中性水素の柱密度が大きすぎ、天体からの連続光が吸収されてしまうためにうまく紫外線強度を決めることができない。

一方、前述のように、Lyα輝線は光源の赤方偏移の値によって、輝線自身の長波長側で受ける吸収が大きく異なる [122, 107, 141, 120]。光源から光が発した時代に宇宙が電離していれば、あまり吸収を受けず、電離していなければ強い吸収を受ける。それに対して Hα 輝線は第一励起状態にいる水素原子が基底状態よりもはるかに少ないために、基本的に吸収を受けることはない。したがって Hα 輝線の強度は吸収を受けない真の電離領域の大きさを表していると考えられる。Lyαが吸収を受けないとすると輝線強度比 $F(\mathrm{Ly}\alpha)/F(\mathrm{H}\alpha)$ は約 8 程度になるので、この値によって光源のある時代の宇宙の中性水素の量を測ることができる。

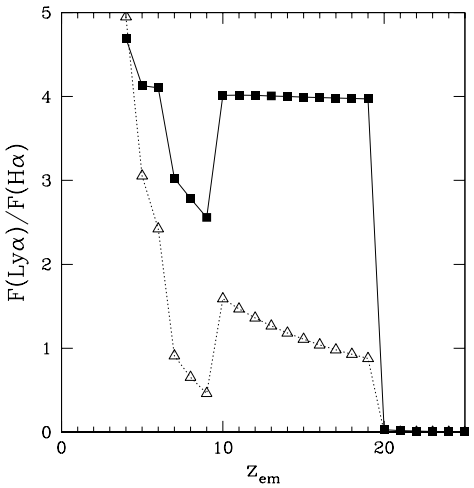


図 3.13: 輝線比 (F(Lyα)/F(Hα)) を赤方偏移の関数として表したもの。2 つのモデルが描かれており、三角が $\dot{M}_* = 1M_\odot$ yr^{-1} and $\Delta v = 10$ km/s の場合、四角が $\dot{M}_* = 10M_\odot$ yr^{-1} and $\Delta v = 300$ km/s の場合である。

図 3.13 はこの強度比を光源の赤方偏移に対して表示したものである。仮定されている宇宙の再電離モデルは、$z = 19$ で宇宙は再電離し、その後 $z = 9$ で再中性化し、$z = 6$ で再び再電離するモデルである。強度比は宇宙の電離状態によって大きく異なることがわかる。この不連続を見つけることができれば宇宙の電離の歴史に強い制限を与えることが期待できる。

3.5.3 形成途上銀河の内部構造の解明

形成中の銀河を「見つける」から「調べる」へ

すばる望遠鏡及びその可視広視野カメラ Suprime-Cam により、高赤方偏移の銀河探査を非常に効率よく行うことができるようになった。ライマン・ブレイク法を用いた紫外線連続光における銀河の探査や、Lyα 輝線を用いた銀河探査などにより、$z = 3-7$ における星形成銀河が多数検出され、星形成率・密度の進化、空間分布など、統計的な研究が多くなされてきた。

特に、[117] では、赤方偏移 6.6、宇宙年齢が 10 億年に満たない時代の銀河を検出し、また、[144] では、赤方偏移 4.9 における輝線銀河の天球分布に非常に大きな非一様性があり、星形成銀河の多数観測される領域とそうでない領域との強い対照があることを示したが、これらの結果は、現在、すばる望遠鏡を用いた我々の観測が、一般的な「銀河の形成期」に十分届いているのだという事実を端的に示しているものだと言うことができるだろう。

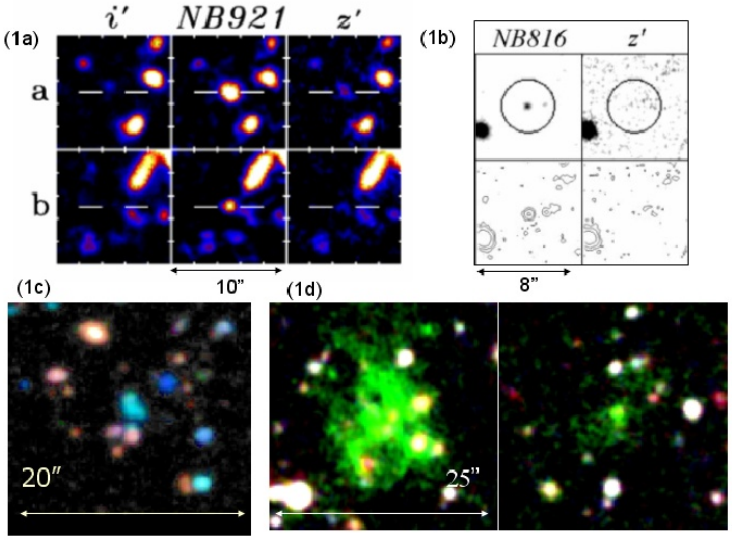


図 3.14: すばるで観測されている高赤方偏移銀河の例。(a) SDF 中の $z = 6.6$ の輝線銀河 [117]、(b) $z = 5.7$ の低質量輝線銀河 [152]、(c) SXDS(Subaru/XMM-Newton Depp Survey) 中の B ドロップ・ライマン・ブレイク銀河 (SXDS)、(d) $z = 3.1$ の大きく広がった輝線銀河 [123]。(カラー 23 ページ)

そこで、次の段階は、銀河の形成過程を、直接、観測的に検証することが、次世代高性能望遠鏡を用いた、最も魅力的な課題のひとつとなる。これには、安定した高解像度と近赤外線波長域での感度に優れた宇宙望遠鏡と、大集光力で可視分光観測に適した地上大口径望遠鏡を相補的に用いることが必要となるだろう。形成中銀河において星形成がどのような領域から、どのような規模で起こっていくのか、またそのとき銀河はどのような力学的な状態にあるのか、そして周囲の星間・銀河間物質への帰還作用 (フィードバック) はどのように起こっているのか、などを詳しく観測したい。図 3.14 には、これまですばる望遠鏡で観測された高赤方偏移銀河の例をいくつか示した。

次世代望遠鏡による観測目標

すばるでその片鱗が見えてきた高赤方偏移の形成途上の銀河で、どのような現象・過程が進行しているのか、その描像を動的に描き出すことを目指したい。

(1) $z = 3 - 7$ の銀河を 1kpc の距離間隔で分解しその構造を見る。

(2) 高赤方偏移銀河の重元素量の測定、ガスの運動、輝線の電離・励起状態などを合わせ、形成途上にある銀河を分類し、銀河形成の観測的枠組を作りたい。とくに、

(2-1) 冷却収縮中の原始銀河を解明する

(2-2) 銀河形成のフィードバックを解明する

ことを、目指す。

(3) 形成途上銀河のガス・星の運動、そして力学質量を求める。

これらの目標をすべて達成するためには、大口径 (3.5 m 級) 近・中間赤外線宇宙望遠鏡、及び超大口径 (> 30m 級) 地上望遠鏡を相補的に用いることが望ましい。力学構造を求めるための可視分光観測は、超大口径地上望遠鏡、波長 2μm より長波長の観測は、大口径宇宙望遠級が主体となるが、より本質的な役割を果たすのは、宇宙望遠鏡による $1 - 5\mu$m 帯での近赤外線観測となるだろう。

観測可能性の評価

(1) 高解像度撮像 1kpc の視角は、$z = 3, 5, 7$ で それぞれ 0.13, 0.16, 0.19 秒角 である。これに対し、3.5m 宇宙望遠鏡及び 30m AO 付き望遠鏡の星像の大きさは、波長 2μm でそれぞれ 0.12、0.015 秒角である。宇宙望遠鏡では 1kpc 程度、30m 級 AO 望遠鏡では 0.15 kpc の角分解能で観測できる。

点源の場合、また、回折限界でも分解されないような非常に詳細な、高輝度の構造を持つ場合には、地上大口径 AO 望遠鏡 (回折限界の性能) が威力を発揮する。

逆に 0.1 秒角程度 (高赤方偏移で kpc スケール) 以上に広がり、比較的平坦な表面輝度分布を持つ、銀河などの天体の場合、たとえば、K バンドでは、同じ直径 0.15 秒角の開口径では、3.5m 宇宙望遠鏡の感度が 30m 地上 AO 望遠鏡の感度を 3 倍程度上回る。この場合、連続光については、たとえば、1 時間積分、測光開口あたり 10σ で、ほぼ 23.5 等 /□″(AB) 程度の観測限界となるだろう。高赤方偏移天体の場合については、可視光に近い波長域と紫外線での異なる形態を示すことがあり、静止系可視波長での観測が重要である。たとえば、静止系 0.6μm の波長は、$z = 7$ で 4.8μm での観測となるが、その場合、宇宙望遠鏡の解像度は 0.3 秒角程度となるが、それでも、1.5kpc の大きさで銀河を解像できる。長波長側では、宇宙からの観測がより有利となる。

(2) 重元素量の評価 (汚染の有無) 及び 電離・励起機構の解明 Lyα 輝線は選択的な吸収や、散乱の影響を強く受けるので、単独では、銀河内の活動性 (星形成、活動銀河核、銀河風、冷却放射) の分類をおこなうことが難しい。そこで、可視波長域のバルマー輝線や、金属線の観測を行う必要がある。星形成銀河の金属輝線を検出し、重元素汚染の有無、金属量、速度構造との関係などを明らかにすることは、観測された銀河が形成途上のどの段階にあるのかを判定する重要な基準になるだろう。さらに、銀河内の星形成の伝搬、周囲の星間物質・銀河間物質へのフィードバックを理解する上でも本質的である。これまですばる望遠鏡などで見つかっている $z = 3 - 7$ の Lyα輝線天体は、1×10^{-17} erg s^{-1} cm^{-2} 程度より明るい。このような天体の [OII] [OIII] [NII] など静止系可視波長域の金属輝線 ($z = 3 - 7$ で、波長 $1.5 - 5\mu$m) の強度は、数十分の 1 の場合から同程度 (Lyαが強い吸収を受けている) の場合が考えられる。3.5 m 宇宙望遠鏡の感度は、分解できない差し渡し 0.2 秒角程度の天体については、1 時間、10σ、 $1 - 5\mu$m で $6 - 8 \times 10^{-18}$ erg s^{-1} cm^{-2} を達成できる見込みである (図 3.15 左)。地上望遠鏡は、AO なしの場合、2μm 帯までは、ほぼ同程度の感度を達成できるが、より長波長側は急速に悪化する。AO で分解されなければ感度は上がるが、そのためには銀河が非常に小さくある必要があり、おそらく現実的でない。$0.2 - 3$ 秒角程度に広がった天体を対象とする場合、2μm より長波長側では、宇宙望遠鏡の観測がより適している。赤方偏移 3 を越える高赤方偏移の静止系可視波長域の金属輝線の多くが 2μm より長波長側にくることを考えると、このような研究には、分光観測であっても、地上大口径よりも中口径宇宙望遠鏡が望ましいことがわかる。

(3) 淡く広がったガスの銀河内運動を調べるための分光 次に、すでにすばる望遠鏡で見つかっているような、数秒角に広がった輝線、あるいは連続光の分光観測を行い、銀河の内部運動を解明することを目指すことを考える。速度分解能 100 km/s の場合、波長 0.5μm で、0.25 平方秒角の開口径による輝線分光観測の限界等級は、1 時間積分、開口あたり 10σ で、地上 (AO なし) 30m 級望遠鏡の場合、5×10^{-18} erg s^{-1} cm^{-2} /□″ に達し、数時間の積分で、典型的な $z = 3$ 銀河の輝線の速度を精度良く測定することが出来る (図 3.15 右)。可視波長域では、3.5m 宇宙望遠鏡は二桁近く感度が悪く、このような研究には適さない。

一方、高赤方偏移においては、 Lyα輝線の速度構造は、散乱の影響をうけるので、かならずしも実際のガスの運動を反映しない可能性がある。この場合、静止系可視の Hα輝線などの観測が重要になる。3.5m 宇宙望遠鏡と地上 30m 級望遠鏡の感度は、波長 2.5μm 付近で逆転し、0.25 秒角の開口径を用いた波長 4μm での宇宙望遠鏡の感度は 1 時間、開口あたり 10σ で、3×10^{-17} erg s^{-1} cm^{-2} /□″ 程度となる (図 3.15 右)。

これまで見つかっているひろがった輝線天体の Lyα平均表面輝度は $0.3 - 1 \times 10^{-17}$ erg s^{-1} cm^{-2} /□″ であり、通常の Lyα/Hα 比 (吸収がなければ 7–8 倍) を考えると Hα輝線の検出は簡単ではないが、長時間積分により、比較的明るい天体や、表面輝度の高い部分や実際の Lyα/Hα 比が小さい場所などでは、状況次第では検出可能性がある。

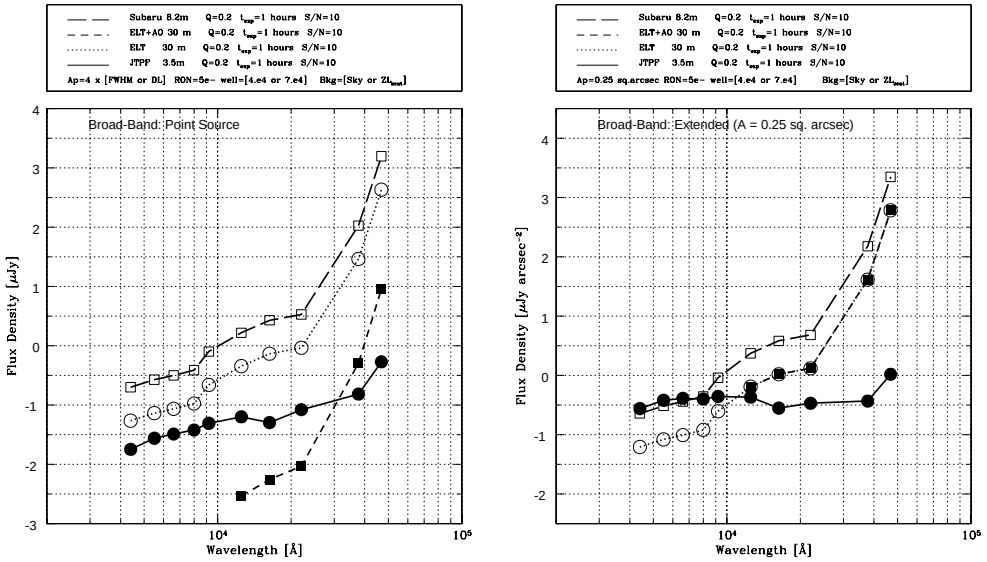


図 3.15: 輝線銀河についての分光 ($R = 3000$) 検出限界についての見積もり。1 時間積分、開口あたり、10σ、波長分解能あたりに相当。空の背景光の明るさは、広帯域フィルターでの平均値を使用している。すばる望遠鏡、30m 地上望遠鏡+AO、同 AO なし、3.5m 宇宙望遠鏡の場合を示す。(左) 点源について。分光開口径は、各望遠鏡の予測される点源の大きさに準拠。(右) 広がっている場合。縦軸は表面輝度。 分光開口径は、0.25 平方秒角。

ダストに包まれた原始銀河

近年の JCMT 搭載 SCUBA カメラによるサブミリ波ディープサーベイにより、初期宇宙において生じたエネルギーのかなりの割合が、星間塵によって可視光では隠されて見えないが遠赤外で非常に明るい銀河からのものであることが明らかにされてきた。このサブミリ波銀河は、SCUBA の角分解能が低いため、可視光同定が非常に困難であったが、VLA 電波干渉計による長時間積分によって高い精度で同定天体の位置が決定され、それをもとに 10m 級地上望遠鏡による可視光分光観測が行われた。[96] は、このようにしてサブミリ波銀河の赤方偏移の中央値が 2.4 であり、サブミリ波銀河が高赤方偏移宇宙における星形成の重要な要素であることを示した。

さて、高赤方偏移サブミリ波銀河の共動数密度は、極赤銀河のような中間赤方偏移に存在する年老いた楕円銀河の数密度や、近傍宇宙における巨大楕円銀河 ($\sim 3-4L_*$) の空間数密度にほぼ等しい。果たしてサブミリ波銀河は現在の宇宙の巨大楕円銀河の祖先なのであろうか? この問いに答えるために、10m 級地上望遠鏡による近赤外 (銀河の静止系での可視光) での深い撮像・分光や、スペースからの中間・遠赤外観測 (Spitzer Space Telescope や ASTRO-F) が進行中である。実際、現在カタログされている 100 個オーダーのサブミリ波銀河の大多数について、Spitzer Space Telescope により波長 $3.6-24\mu$m におけるエネルギー分布が得られようとしている。さらに 2005 年には SCUBA-2 が運用を開始するなど、サブミリ波・ミリ波でのブランクフィールドサーベイが行われる領域が拡大し、サブミリ波銀河サンプル数が飛躍的に増大すると期待されている。Spitzer の秒角オーダーの角分解能により、もはや VLA 電波干渉計に頼らずとも、サブミリ波銀河の可視光での正確な同定が可能であり、10m 級地上望遠鏡にファイバー多天体分光装置を用いて一挙に 100 個オーダーの可視光スペクトルを取得し、赤方偏移や銀河の正体の診断が可能になる日はそれほど遠くはない。このようにして数千個のサンプルをもとに、ダストに隠された宇宙の星形成史が、ある程度解明されることが期待される。

しかし、上述の現在進行中のプロジェクトによっても、ダストに隠された宇宙の星形成史の全貌を解明することはできない。それは以下の理由による：

1. 銀河の静止系での可視光域の重要なスペクトル線 (Hα, Hβ, [OIII] など銀河の正体の診断に使われるもの) を、$z > 2$ のダストに覆われた銀河について検出することは現存の 10m 級地上望遠鏡では非常に長い積分時間を必要とするため、そのようなデータが得られるダストに覆われた銀河サンプルはごく少数にとどまる。

2. 大変初期の原始楕円銀河では、ダストによる減光が非常に大きく近赤外 (銀河の静止系での) ですら全く見えないかもしれない。地上からの 2μm までの高角分解観測では、このような銀河の形態の研究はすることができない。一方スペースからの波長 2μm 以上での観測の場合 Spitzer にせよ ASTRO-F にせよ角分解能が悪く銀河の形態は全くわからない。

3. $z = 2 - 3$ のダストに覆われた銀河からの全放射エネルギーを求めるには、そのエネルギーの大半を担う遠赤外 ~ サブミリ波での観測が不可欠であるが、Spitzer や ASTRO-F の遠赤外波長での感度がコンフュージョン限界で制限されてしまうために、これを行うことが殆ど不可能である。

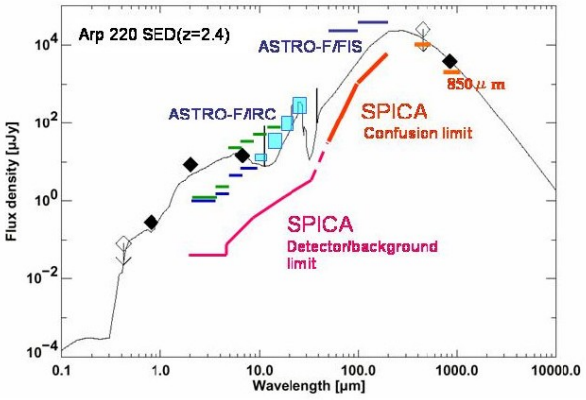


図 3.16: ASTRO-F(IRC：500 秒および一万秒；FIS：全天サーベイ) と SPICA(1 時間、ただし遠赤外は銀河コンヒュージョン限界) の 5 シグマ点源検出限界と、$z = 2.4$ においた Arp220 の SED とを比較した。

従って、> 3m 級のスペース望遠鏡がぜひとも必要である。図 5.7 は Arp220 の SED を、波長 850μm で 3 mJy になるように $z = 2.4$ においたものと、ASTRO-F と SPICA の検出限界とを比較したものである。撮像の場合、観測波長は 2μm から 300μm までを完全にカバーし、ダストからの放射スペクトル分布を正確に求めるべきである (注：SPICA の場合、現在観測装置は、波長 $10 - 200\mu$m 中心で考えられている)。さらに、スペース冷却望遠鏡の決定的な長所として、バックグラウンド光子雑音の影響が極限まで減らせられるので、分光時の観測限界が驚異的に深くなることも忘れてはならない。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	> 3m	撮像	$2 - 300\mu$m			0.″3 at 5μm
スペース	> 3m	分光	$2 - 300\mu$m	≥ 3000		0.″3 at 5μm

3.5.4 銀河形態、種族の起源の解明

銀河宇宙には、楕円銀河からレンズ状銀河、そして渦巻 (円盤) 銀河と様々な形態をもった銀河が存在し、いわゆるハッブル系列を形成していることは 1930 年代から知られている周知の事実である。また、銀河の星の内部運動や種族もこの系列に沿って系統的に大きく変化することもよく知られている。すなわち楕円銀河のような早期型銀河と呼ばれるものは星のランダムな運動によって支えられ、また年齢の古い星が卓越しているのに対して、渦巻銀河のような晩期型銀河と呼ばれるものは、回転運動によって支えられ、円盤部ではまだ盛んに星形成活動が行われている。

このような銀河形態・種族の起源は、未解決の天文学上の最も大きな問題の一つであり、次世代の銀河天文学にとっても重要な研究課題であり続けるであろう。

この解決には、遠方銀河の (1) 視覚的形態、 (2) 質量集積 (合体を含む)、(3) 星内部運動、の 3 方向から整合的に取り組むことが必要である。

銀河の形態の発現と成長

現在までの理解　ハッブル・ディープ・フィールド (HDF) などの高空間分解を達成した深観測による研究によって、現在見られるような銀河の形態は $z \sim 3$ あたりから $z \sim 1$ にかけて急激に形成されてきたことが示唆されている (たとえば [100])。$z < 1$ では、銀河の形態や個数密度は大きくは変化していないことが知られており [119, 145]、現在にみられるような渦巻き銀河や楕円銀河の存在が確認されているのは $z \sim 1.3$ あたりまでである。それに対して遠方では、たとえば HDF における $z = 2 - 3$ あたりのライマン・ブレイク銀河は、そのどれをとっても古典的なハッブル分類に従う形態はもっておらず、コンパクトで不規則な形態をしていることが知られている [106, 121]。また、静止系可視 (観測系近赤外) におけるハッブル宇宙望遠鏡 (HST) の NICMOS 観測の結果でも同様の形態を示しており、同 WFPC2 での結果は、静止系紫外を見ている効果によるものではないことがわかる。HDF は 5 平方分角の面積しかなく、$z < 1$ については、10–30 個程度の L^* 銀河しか含まないが、たとえば $2 < z < 10$ では 100–1000 個の L^* 銀河が含まれていると考えられる。NICMOS で観測された $z > 2$ のライマン・ブレイク銀河も、HDF 中では 100 個近くにのぼる。このように数の上では統計的な情報が得られていると考えられるが、宇宙大規模構造を考えると、宇宙の平均的な姿をみているとはとても言えないことは注意が必要である。

HDF の結果からは、$z = 2 - 3$ と $z = 1$ の間で、銀河形態の大きな進化があり、現在みられるような銀河が形成されたと考えられる。$z \sim 3$ のライマン・ブレイク銀河においても、[106] は、いくつかの銀河の明るさの半径分布が、指数関数則や $R^{1/4}$ 則を示していることを指摘しており、銀河形態の発現がすでにこの時期に起こっていることを示唆している。このことから、$z = 3$ に見られるライマン・ブレイク銀河は、現在の銀河を形成する単位天体だったことが自然と想像される。

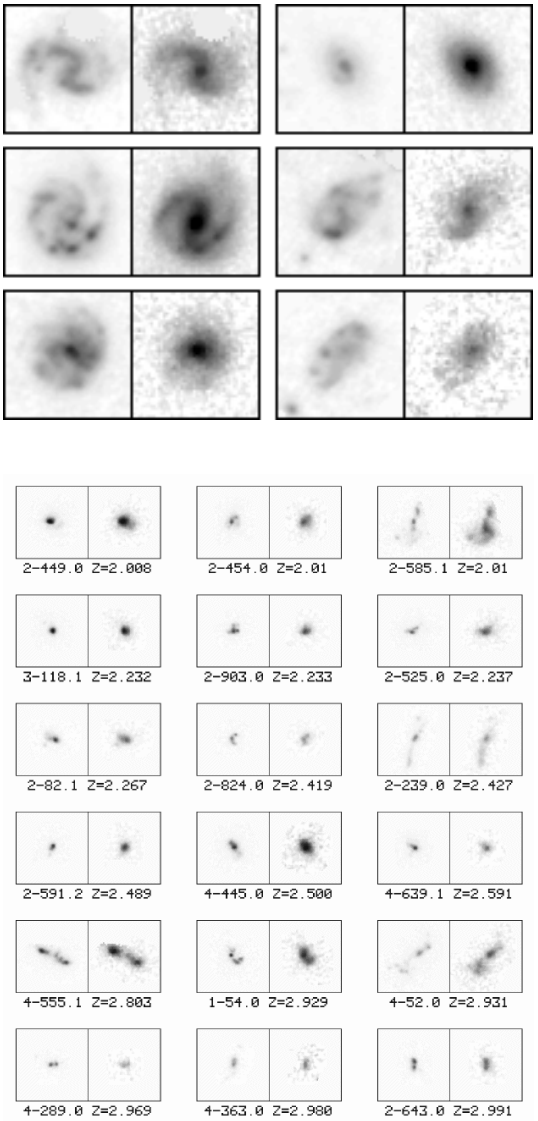


図 3.17: HDF における $z \sim 1$ 銀河 (上) と $z = 2-3$ 銀河の形態 (下)[100]。図の左は WFPC2 による静止系紫外線の画像。右は NICMOS カメラによる静止系可視での画像。各画像の一辺は 4 秒角 (約 30kpc)。$z \sim 1$ では立派な渦巻き銀河が見られ、銀河のサイズも大きいが、$z = 2 - 3$ では、近傍で見られる銀河とは異なりコンパクトな構造を示している。またこのデータでみる限りは、可視・近赤外で形態の差はあまり見られない。

以上をまとめると、銀河形態の進化は、「$z = 3 - 6$ における銀河形態の発現 (約 20 億年)」、それに続く「$z = 3 - 1$ におけるハッブル系列の形成 (約 30 億年)」、最後に「$z < 1$ における、銀河形態の成長、変遷 (例：バルジの成長やディスク銀河のレンズ状銀河 (S0) への変遷など)(約 80 億年)」という 3 つの過程を経てきたと考えられる。とくに、ハッブル系列の形成は、銀河の構成単位天体がぶつかりあって大きな銀河を成長する、いわば「激烈進化期」であり、銀河形態の研究においてもっとも重要な時期と言える。それに対して、その後の進化段階は「静的進化期」と呼ぶことができよう。

銀河形態の理論的分岐　銀河形態の発現には銀河の質量、および形成時期、あるいは経験した質量集積の履歴などに依存すると考えられる。また紫外線の背景輻射場の強度と原始銀河への浸透度が銀河形態に重大な影響がある可能性がある。図 3.18 に紫外線輻射場起源の形態分岐予測を示す。

次世代の将来計画によって期待できること 銀河形態の発現の研究の次の段階では、HST や 8m クラスの望遠鏡では足りていない角分解能と感度をさらに十分なものにして、$z = 1.5 - 3$ のハッブル系列の形成を集中的に調べることが基本となる。また、$z = 3 - 5$ における形態の変化については十分に研究されていない “未知の世界” であり、大きな進展が次世代の将来計画で期待される。さらに、銀河形態の形成過程を理論と照らし合わせて理解する際には、情報として形態だけでは足りておらず、進化過程を直接あらわす銀河内の動力学研究も平行してすすめていく必要があり、次世代のスペース・地上大型望遠鏡による高感度な分光観測も大いに期待される。

なお、$z = 1 - 3$ の銀河形態の観測では、静止系可視、すなわち、観測系近赤外での観測が重要と考えられるが、HST NICMOS の近赤外観測によると、ほとんどの銀河は可視で観測されたものと形態が変わらないため、1) $z \sim 2$ 程度では UV と可視どちらでもまったく同様の星種族を見ている (もしくは年齢の異なる種族の星ががあったとしても、銀河全体にわたり滑らかに分布している)、2) 宇宙塵による減光がほとんど効かない、といったことが示唆されている。しかし、FWHM $= 0''.22$ の分解能では $z \sim 2$ において 2kpc 程度の構造しか捕えられておらず、銀河が十分に分解されているとは言いがたい ([100] に記述された「警告」を参照)。より高い空間分解により、発現に関連した形態の違いが見えてくる可能性も十分ある。

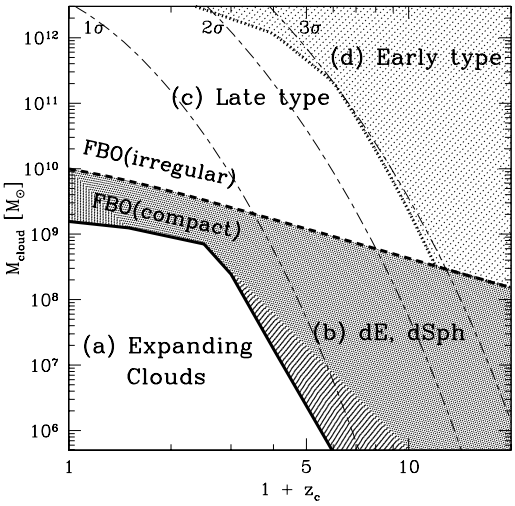


図 3.18: 形成期と質量で、銀河形成過程のクラスを分けた図。領域 (a) では加熱によって銀河形成が禁止される。(b) では禁止はされないが、加熱されたガスの圧力が重力と同等に重要な値を持つ。比較的小さい質量の銀河 (矮小銀河) が形成されることが予想される。(c) は、加熱による系全体の収縮の阻害は起きないが、星形成は抑制される (円盤銀河)。(d) は系全体の収縮も星形成も阻害されない (楕円銀河、銀河バルジ)。

将来：地上 20m による研究の展望 8m クラスの望遠鏡で AO を用いると、$0''.07$ すなわち $z > 1$ で 1kpc を切る分解能となるため、巨大星団 (1kpc 程度) が十分に分解できるようになる。20m クラスの望遠鏡になると、さらに W51 規模の巨大 HII 領域 (300pc) まで余裕で分解できるようになり、銀河全体での主要な星生成の様子をとらえることが可能になる。オリオン星雲規模の多数の HII 領域 (50pc) や球状星団 (10pc) を分解するには至らないが、表面輝度の高さから、これらは対照の強い点源としてとらえられることになり、結果として銀河の構造の詳細をほぼ明らかにすることができると考えられる。

分光では、銀河の回転曲線を求めて得られる力学的質量が基本的な情報となる。また、銀河の回転が生じる前に、コンパクトな塊がどのように相対的に動いているかも大きな情報となる。$z = 3$ のライマン・ブレイク銀河は、$K = 21 - 23$ 等のように暗く広がった天体 (もしくは塊の集合) であるため、8m 望遠鏡での系統的な分光はなかなか難しく、より大型の望遠鏡が必要となる。図 3.15 によると、20m 望遠鏡では $K = 23$ 等の広がった天体の $R = 3000$ の高感度分光が可能となり、$z \sim 3$ までのライマン・ブレイク銀河の系統的な分光が可能となる。輝線としては、ガスの運動をバイアスなく観測できる Hα による面分光 (IFU) が重要になるが、この輝線は、地上からでもハッブル系列の形成期間を十分に含んでいる $z = 0 - 2.6$ の間で観測が可能であり、この研究課題について決定的な情報を与えてくれると考えられる。

現在 8m 規模の望遠鏡でも AO + IFU の装置が VLT, Keck, Gemini 望遠鏡ですでに計画が進んでいるが、20m 望遠鏡の観測装置としては、さらに規模を大きくした AO 対応のマルチ IFU の観測装置が必要となると考えられる。

将来：スペース 3.5m 望遠鏡による研究の展望 3.5m 望遠鏡だと、HST NICMOS と比較して感度の大幅な向上が見込め、銀河形態の研究を大きく進めることができる。スペースの利点は特に赤外線での背景光が地上に

比べ圧倒的に低いため、輝度の低い遠方銀河の円盤などを捕らえやすいことである。ただし、分解能は 2.2μm で 0.″13 であるため、銀河の詳細構造につては HST と比較してそれほど大きな進歩はのぞめない。従ってむしろ、NICMOS の狭い視野 (51″ 角) を凌駕する視野の広いカメラを搭載して、ぎりぎりの深い感度での標本数を十分増やしていくのが重要となる。しかも、銀河形態は銀河の環境に強く依存しているため、銀河形態の研究においては、広い視野 (1 平方度) を探査し、宇宙の大規模構造を凌ぐ領域を確保することが不可欠である。

$z = 3$ だと、L^* は $K = 22.7$, L^*(ライマン・ブレイク銀河) は $K = 20.7$ 等に相当する。感度計算によると、広がった天体については $K = 24.5$ 等 (1 時間, 5σ) がスペース 3.5m では検出できるので、L^* 以下の天体まで十分に検出できる。また、$z > 3$ の天体については静止系可視の光は 2μm 帯に偏移してくるのでスペースの感度は圧倒的である。

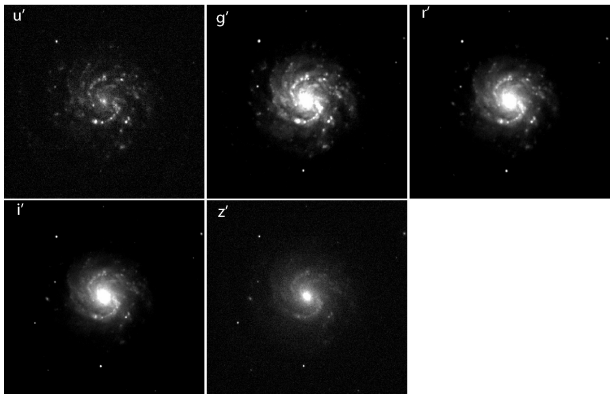


図 3.19: 遠方での銀河形態の見え方に関する数値実験を行った際に用いた元データ (SDSS より)[124]。$z = 0.0063$ にある Sa 型の渦巻き銀河 NGC2967。ピクセルの大きさは 0.″396/pix。

ただし、K バンドでの分光については、広がった天体についての波長分解能 $R = 3000$ の分光では $K = 17.0$ 等 (1 時間, 5σ) の感度しかないため、長時間の積分が必要になる。実際にはライマン・ブレイク銀河には点源状の構造が見えているものが多いため、もう少し暗いところ (完全な点源なら $K = 19.5$ 等) まで届くと考えられる。ただし、分光についても、2μm 帯に静止系可視の光が偏移してくる $z > 3$ の天体についてはスペースの感度は地上と比較すると圧倒的である。

スペース 3.5m と地上 20m の比較　スペースと地上の比較のために、遠方銀河撮像の数値実験を行った [124]。以下には、典型的なものとして、$z = 1 - 5$ において、$M_B = -19.5$ 等の Sa 型の渦巻き銀河についての結果を示す。

20m 望遠鏡で見た場合 (図 3.20) は、ディスクとバルジの成分に分解できるだけでなく、渦巻きが明確に検出され、さらにその中にある巨大 HII 領域 (渦の上の点状の天体) まで十分見えることがわかり、銀河形態学の

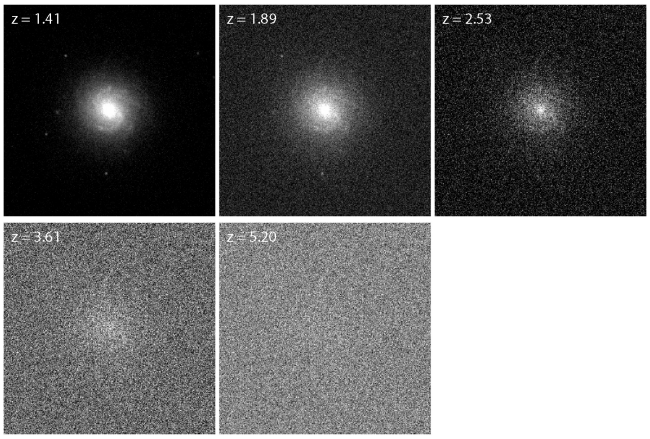


図 3.20: 地上 20m 望遠鏡で見る銀河形態 [124]。観測は K バンド (2.2μm) で、積分時間 5 時間、ストレール比 (ピーク強度の回折限界の時にする比) は 0.50 を仮定。ピクセルの大きさは 0.″009/pix。腕やその中にある大きな星生成領域 (巨大 HII 領域) などの構造がはっきりと見える。

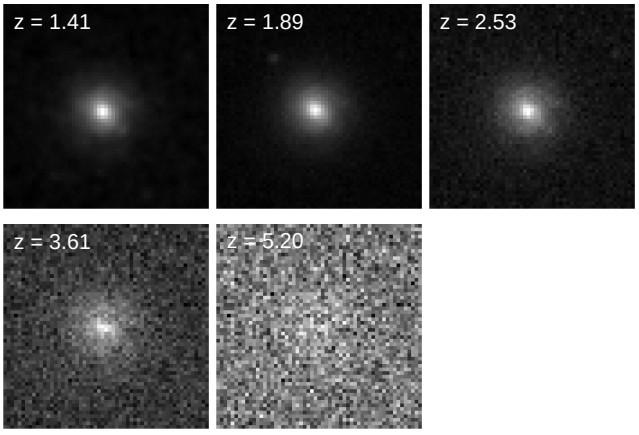


図 3.21: スペース 3.5m 望遠鏡でみる銀河形態 [124]。観測は K バンドで、積分時間 5 時間、ストレール比は 1.00 を仮定。黄道光による背景放射は、衛星軌道が 1AU にあるとした場合の JWST の見積もりより。ピクセルの大きさは、0.″053/pix。

大きな進展が期待できる。ただし、AO を用いた場合、一般に視野の狭さが問題になる。100 平方分角の視野があれば、十分な数の $z = 2-3$ 銀河が入ってくるため、複数の視野の観測で宇宙偏差 (cosmic variance) の確認さえできれば、統計的な研究が可能となる。

それに対して、スペース 3.5m の場合 (図 3.21) は、空間分解能が十分ではないために、形態の詳細な情報は得がたい。しかし、うすく広がった成分に関しての検出感度は 20m 望遠鏡より高く、スペースの方が有利である。また、$z = 4-5$ になると、静止系で紫外線の波長域となるため、さらに長い波長 (L バンド、M バンドでの) の観測が必須となり、図 3.22 の例が示すように、スペースの方が高い感度を誇ることがわかる。

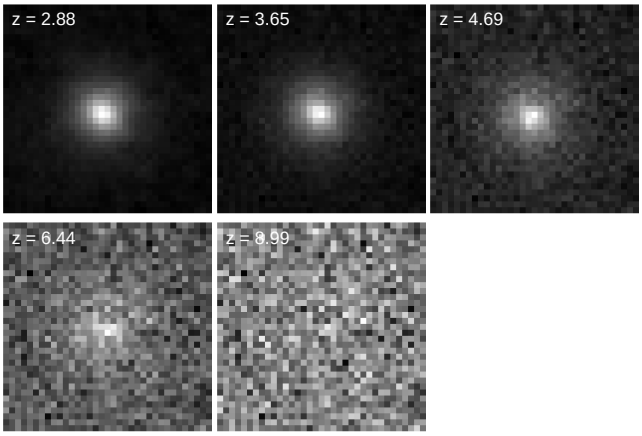


図 3.22: スペース 3.5m 望遠鏡でみる銀河形態 [124]。図 3.21 と同様だが、L バンドについてのもの。

結論として、「$1 < z < 2-3$ における銀河形態の研究」については地上 20m の方が分解能と分光における感度の二つの点で有利になるため、主流となるであろう。一方で銀河形態の初期発現関わる「$z > 2-3$ における形態の研究」には $2-3\mu$m 以上の波長が必要となり、スペースが圧倒的に有利である。またスペースでは、力学構造を調べる分光においても地上近赤外で問題になる大気による吸収帯が無いため z に対して均一な標本を取得できる点や銀河内部吸収のあまり効かない Hα線を使えるなど、大きな利点がある。このように、銀河形態の研究においては、地上とスペースの役割は相補的である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	>3m	撮像	$2-5\mu$m	$0.5-1\mu$m (K,L,M)	$1\square^\circ$	FWHM $< 0''.1$
スペース	>3m	分光	$2-5\mu$m	$R\sim3000$ (K,L,M)	$1\square^\circ$	FWHM $< 0''.1$
地上大型	>20m	撮像	$0.9-2.5\mu$m	$0.5-1\mu$m (J,H,K)	$100\square'$	FWHM $< 0''.05$
地上大型	>20m	分光	$0.9-2.5\mu$m	$R\sim3000$ (J,H,K)	$100\square'$	FWHM $< 0''.05$

銀河の質量集積

今日の標準銀河形成モデルである、階層的銀河形成論によると、最初小さな構成単位天体 (building blocks) が生まれ、それらが重力的に寄せ集まって銀河が成長し、さらにそれらが集合して、銀河群、銀河団が形成されてくると考えられる。このような銀河の集団化の過程は、現在の宇宙階層構造の起源であると考えられ、さらにこの過程で、銀河の形態や星形成活動が環境変化に伴って影響を受けて変遷し、今日の環境に大きく依存した銀河宇宙を形造っていると考えられる。銀河個々の形態の分化についても、銀河規模での質量集積の時期と強さが大きく関与していると考えるのは自然である。従って、形成途上の銀河から、今日の最終的な銀河へと進化してゆく、銀河の一生の大半において、星形成と並んで最も基本的な物理過程はこの質量集積過程であると言えよう。

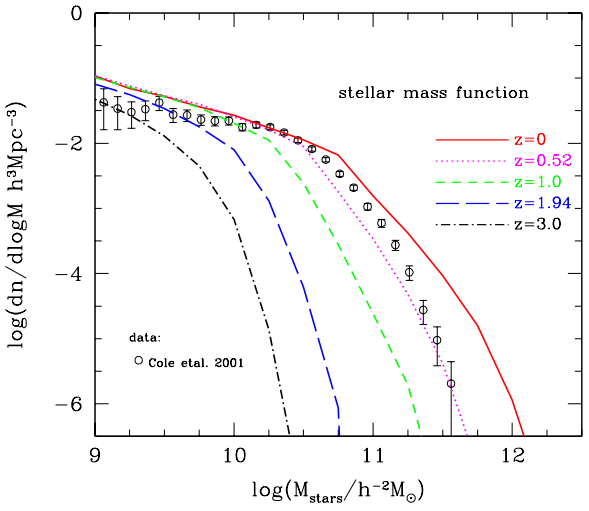


図 3.23: 準解析的な階層的銀河形成モデルの予想する銀河の星質量関数の進化 [90]。CDM 仮説に従う銀河形成モデルでは、遠方で重い銀河が激減する ([110] 参照)。

銀河団規模の集団化の実態は、近傍および遠方銀河団の複数の内部構造や、周囲の大規模フィラメント構造の観測と、理論的数値実験との比較などから、比較的良く理解されるようになってきた (例えば [113])。しかし一方で、銀河規模での集積は未だ大きな謎に包まれている。事実、我々の住むこの銀河系ですら、それが果たして矮小銀河の寄せ集めで作られたのか否かは未だ決着のつかない大問題である。多くの合体銀河の存在が観測的に知られているとは言え、これが銀河進化一般においてどれほど重要な過程なのかは良く分かっていない。

従って、まず最初の重要課題は、生まれたての銀河から今日の銀河へと至る、壮大な時間尺度の中で、銀河の質量がいつどのような速さで集積したのかを実証的に明確に示すことである。

しかし、観測的にこのような銀河の質量変化を捕えることは、容易ではない。質量集積 (合体を含む) の過程では、星形成を伴うことが多いと考えられ、例えば可視の光度関数の進化では星形成の効果と質量成長の効果が区別できない。しかし、近赤外線の光度は星形成に余り影響を受けず、銀河の星の質量を比較的忠実に反映している。従って近赤外線バンドの銀河の光度関数の進化を赤方偏移の関数として見ることによって、銀河の質量集積史を定量的に導くことが可能である。これまでの解析では、$z \sim 1.5$ までは銀河の環境に関らず、大質量銀河は既に近傍と同程度存在することが分ってきている [114, 136]。星形成も大きな銀河程昔に行われ、大質量銀河の形成時期が早いことが分っている [112, 116]。一方、質量の小さい銀河は $z \sim 1$ ではまだ活発に星形成を行なっており、銀河の形成がダウンサイジング的に起ることが示唆されている [98, 116]。

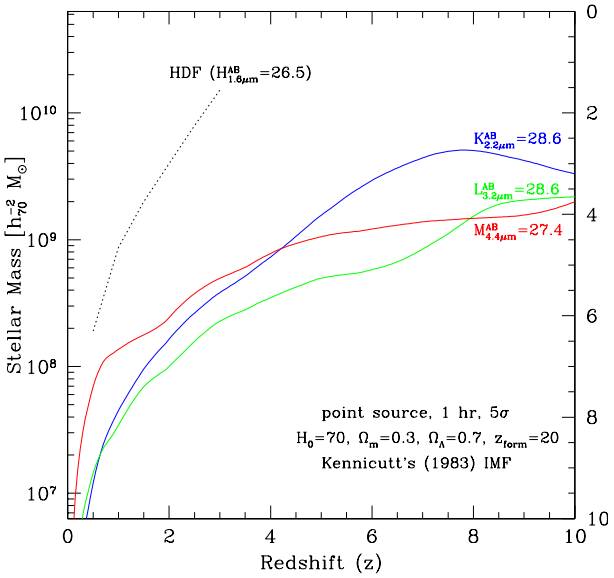


図 3.24: 口径 3.5m のスペース望遠鏡で回折限界に達した場合の限界到達光度を、検出できる星質量で表したもの。$z = 20$ で一度に星が生まれたというモデルを採用し、その後の受動的進化を仮定している [111]。点源の場合 $z = 10$ まで $2 \times 10^9 M_\odot$ の銀河 (構成単位天体) まで検出できる。

今後同種の解析をより遠方の宇宙で行ない、どの質量と形態の銀河が、一体いつ質量集積と星形成を終えたのかを明らかにすることが、銀河形態と種族の起源を探る上で極めて重要である。但し、$z \gtrsim 2$ では K バンドでも星形成の影響を大きく受けるようになるので、スペースでの LMN バンドでの深い観測が必須になる。仮に口径 3.5m のスペース望遠鏡で回折限界に達したとすると、数時間積分でおよそ $K = 28.6$ 等、$L = 28.6$ 等、$M = 27.4$ 等 (AB, $S/N = 5$) にまで到達できる。これは、$z \sim 3 - 5$ で $10^8 - 10^9 M_\odot$ の星質量を持つ銀河片までをも検出できることを意味し、局所銀河群の矮小銀河規模のいわゆる最小構成単位天体から今日の $10^{10} - 10^{12} M_\odot$ のような大きな銀河までの成長過程のほぼ全貌を描き出すことができるであろう。また、口径 3.5m 望遠鏡の回折限界 (FWHM $\sim 0''.3$@5μm $\sim$ 2kpc@$z = 5$) は、遠方銀河の衛星銀河を直接分解するのにも適していると言える。

また、銀河の質量集積を環境の軸方向に調べることも重要である。銀河形成の速度は、銀河環境によって大きく異なると予想されるからである。また、銀河の集団化に伴う環境効果において、もし銀河の合体過程が支配的であるならば、銀河の質量関数が環境の関数として不連続に変化する様子が見られると期待される。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	> 3m	撮像	$1 - 10\mu$m	$0.5 - 2\mu$m	$1 - 10\square^\circ$	FWHM $< 0''.5$

銀河基準平面の形成、進化

近傍宇宙では、早期型銀河には銀河基準平面 (FP; [102, 92])、晩期型銀河にはタリー・フィッシャー関係 (TF; [153]) といわれる、銀河の基本的諸量 (明るさ、大きさ、星の運動速度) の間のスケーリング則が成立することが知られている。このような銀河の基本構造を示すスケーリング則は、一体いつ形成され、それがその後どのように進化してきたのであろうか? これらの進化は、銀河の構造進化 (形態、質量、内部運動) と星の種族進化 (光度) の重ね合わせである。従って、このような銀河のスケーリング則を時間を遡って調べていった時に、これが破綻する時点こそ、銀河が集積し、銀河の形態と力学構造が発現する現場であると考えられる。

最近、HST 望遠鏡による高分解能撮像と Keck 望遠鏡などによる精力的な分光観測によって、$z \sim 1$ までの FP と TF 関係が詳細に調べられるようになり、FP と TF 関係は $z \sim 1$ でも成立することが分かってきた [159, 156]。しかもそれを近傍のものと比較すると、どちらの関係も $z \sim 1$ から現在までは、銀河を構成する星の種族が年代の変化に応じて静的に進化することで完全に説明され、現在の宇宙の銀河の基本構造は、$z \sim 1$ 時代までには既に確立していたことが明らかになってきた。

今後、このような解析をより遠方 ($z \gg 1$) に拡張していくことは、銀河の形態を代表とする基本構造がいつどのように獲得されたかを調べるための、正統で地道ではあるが、極めて重要な手法である。

$z \sim 2$ で FP の解析をするには 20m 級の地上大型望遠鏡での分光が不可欠である (cf. [157])。また、複雑な構造を示すことの多い遠方銀河では、銀河傾斜角や長軸短軸の区別などが難しくなるので、IFU による分光が望ましい。Hα 輝線については $z > 2.6$ ではスペースでの赤外分光 (IFU) が必要である (例えば [101])。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	> 30m	分光 (MOS)	$0.5 - 2\mu$m	$R = 3000$	$5'$	$< 0''.5$
スペース	> 3.5m	分光 (IFU)	$0.5 - 10\mu$m	$R = 3000$	$5'$	$0''.1$

3.5.5 宇宙大規模構造の形成と進化

現在の宇宙は、グレートウォールと呼ばれる 100Mpc を越える大規模な銀河集団があり、同時にボイドと呼ばれる銀河がない空穴からなる泡宇宙である [105]。このように現在の宇宙では物質が極端に遍在している。標準的なコールド・ダークマター (CDM) モデルによれば主な物質であるダークマターは、宇宙背景放射の時代 ($z \sim 1100$) では非常に一様な空間分布をしていたが、重力不安定性により初期密度揺らぎの大きい部分へかたまり現在みられるような泡宇宙が実現されることが示されている。最近のパワースペクトルの測定結果によると銀河の分布はまさに CDM モデルが予言するダークマターの分布に一致し、銀河分布とダークマター分布はほぼ 1:1 対応であることがわかっている [158]。

このように CDM モデルは宇宙の構造形成を説明し大きな成功を収めている。しかし、これで宇宙の構造形成が理解できたかと言えばそうではない。現在の宇宙において、楕円銀河などを取り出してその分布を調べると、ダークマターの分布に対し大きく遍在していることが知られている。それに対し、星形成銀河や矮小銀河などの分布はダークマターの分布より平均的に一様性が高い。さらに、最近の研究によれば、高赤方偏移銀河 ($z = 3 - 5$ におけるライマン・ブレイク銀河やライマン・アルファ輝線銀河) の分布は CDM モデルの予言するダークマターの分布に対し 3–5 倍のバイアスを受けていることが知られている [106, 133]。また、すばる望遠鏡の広領域探査により、$z = 4.9$ におけるライマン・アルファ輝線銀河が幅 20Mpc、長さ 50Mpc 以上にもなる近傍宇宙と同じくらい巨大な大規模構造をなしていることを発見し、ダークマターと銀河分布の解離の決定的証拠となった (図 3.25; [144])。このような銀河分布対ダークマター分布のバイアス効果の原因は、星形成を伴う銀河形成が単にダークマターの密度を反映するものではなく、物質がある臨界密度に達しないと星形成が行われないことを意味している。これは逆に言えば、構造形成は銀河形成と不可分の関係にあり、構造形成と銀河形成は一括りで考えなくてはならないだろう。したがって、我々は CDM モデルにより宇宙の構造形成の骨組みとなるダークマターの分布の進化は理解しているが、その肉であり皮である銀河の分布の進化はまだあまり理解できていない。

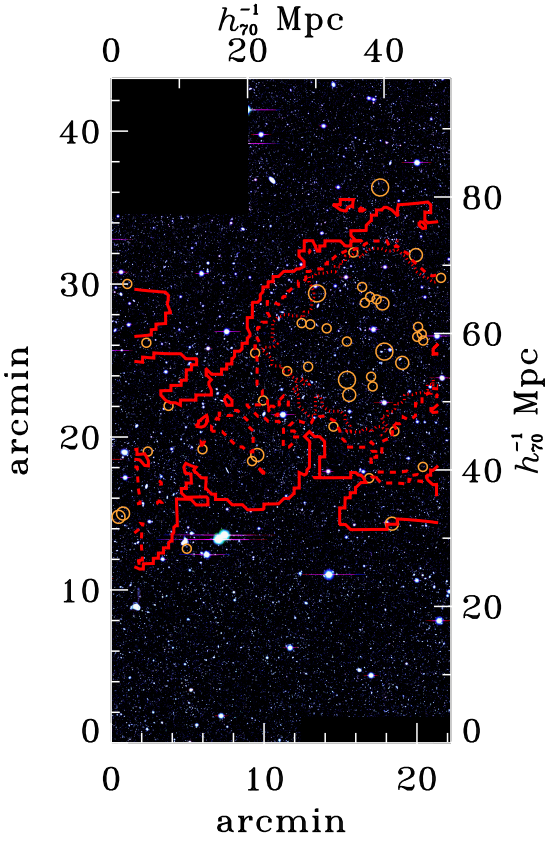


図 3.25: $z = 4.9$ における Lyα 輝線銀河が作る大規模構造 [144]。丸い点は Lyα 輝線銀河の天球面上での位置。コントアは Lyα 輝線銀河の天球密度 (実線、鎖線、点線はそれぞれ $\delta\rho/\rho = 0, 1, 2$ に対応)。(カラー 24 ページ)

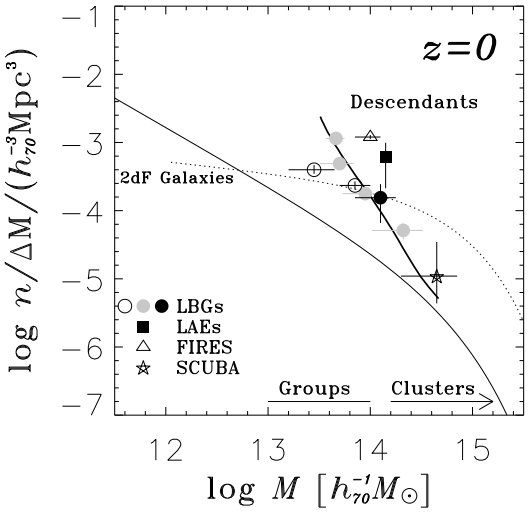


図 3.26: 観測結果と CDM モデルを組み合わせて求めた、高赤方偏移銀河を持つダークハローが $z = 0$ でなす質量関数 [134]。丸はライマン・ブレイク銀河 (LBG)、三角は近赤外線で選んだ赤い銀河 (FIRES)、星印は遠赤外線で選んだ銀河 (SCUBA) を意味する。丸、三角、星印に付けられている白抜き、灰色、黒色の 3 段階の濃度は検出された銀河の赤方偏移を意味し、それぞれ $z \sim 3, z \sim 4, z \sim 5$ である。ここで個数密度は、遠方銀河の個数をそのまま使っているので、合体の効果などを考慮しない場合に対応する。太線は $z = 4$ にあるライマン・ブレイク銀河の質量関数の最尤関数を進化させたもの。点線は、占有関数を用いて描いた 2dFGRS 銀河の質量関数 [155]。細線はモデルが予言する $z = 0$ の全ダークハローの質量関数。

銀河分布の進化は、どのような宇宙論モデルと比較しても良いが、ここでは標準的とされる CDM モデルとの関係を念頭に議論を進める。CDM モデルは、大規模構造、銀河団、銀河、矮小銀河までの形成をダークハローの観点から統一的に説明できるモデルである。一方で、標準的な CDM モデルではダークハローの中で星がどのように形成され銀河となるかは説明できない。これは、ガスがどのように冷え、星形成が起き、超新星爆発によるフィードバックの効果など極めて複雑な物理過程が入り込むことが原因で、現在のところ唯一の解を求めることができない。星形成のプロセスを探るには、電磁波による観測によって理解する必要がある。

観測的に銀河の密集度合 (クラスタリング) を測れば、大規模構造の進化を理解できる。また同時に、CDM モデルの予言からダークハローのクラスタリングと比較することで、ダークハローの中で銀河がどのように形成されたか、(1 つのダークハローに対して幾つの銀河をもつか、星を持たないダークハローがあるかどうかなど) がわかる。銀河のクラスタリング強度は、ダークハローのクラスタリングの強度を反映する。銀河のクラスタリングを測ることで、その種族の銀河が付随する典型的なダークハローの質量を見積もることができる。このようにして、2dFGRS のデータを用いた解析 [155] や、遠方銀河のデータを用いた解析 [93, 127, 108] が行われている。

銀河のクラスタリングの情報を CDM モデルと比べることは、様々な種族の銀河が検出された場合、それらの関係をダークハロー質量という一つの物理量で統一的に理解できるというメリットがある。たとえば、可視光だけで検出される銀河と赤外光だけで検出される銀河とを比べる場合、光度を単純に比較することはできない。異なる種族の銀河のクラスタリングを調べればそれらの銀河が付随する典型的な質量を知ることができ、

ダークハローの質量という一つの物理量で両者を比較できる。一例として、$z = 3$ における、ライマン・ブレーク銀河、近赤外線銀河、サブミリ波銀河に関するダークハロー質量関数を、CDM モデルを用いて銀河のクラスタリング強度をもとに推定し、それを現在まで進化させたものを図 3.26 に示す。このように銀河のクラスタリングは構造の形成のみならず銀河進化に対して大変重要かつ有用な情報となる。

またクラスタリングを求めるような広域の銀河探査が行えればどのようなところで銀河が誕生しているのかという問いにも答えが出せる。銀河は宇宙の初期密度揺らぎが極めて大きいところの方が誕生しやすいのだが、逆に銀河密度が高くなると星形成による紫外線のフィードバックで銀河形成が阻害される可能性もある。このように銀河の集まり (原始銀河団) の中で多くの銀河が誕生しているのか、それとも密度が高すぎないところで銀河形成が起きやすいかなどがわかる。また、銀河群、銀河団の形成に対して統一的な描像が得られると考えられる。さらに、このような広域の探査は、銀河が作る大規模構造、銀河団と活動銀河核 (AGN) の関係がどのようなものかに関しても答えを与える。つまり、AGN 形成と銀河集団の形成の相関を見ることで AGN の起源にも迫れる。また、広域の探査により $z > 6$ において銀河形成に伴う紫外光が宇宙を電離する様子を観測的に明かせる。銀河周りの銀河間物質が電離されて出来た宇宙 HII 領域を銀河と一緒に観測するのである。宇宙 HII 領域は面輝度が小さいので極めて深い狭帯域フィルター撮像が赤外線領域で必要となる。さらに、技術的には背景光の差引が重要なので、夜光の変動が少ないスペースでの撮像が理想的である。この際、およそ中心波長が $1 - 4\mu$m の狭帯域フィルターを使う。

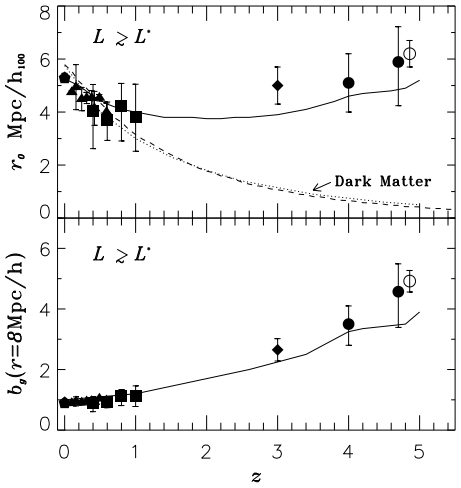


図 3.27: 遠方ライマン・ブレイク銀河 (LBG, 黒印) およびライマン輝線銀河 (LAE, 白抜き) の密集度合 (相関長, r_0) とダークマター分布に対する銀河分布のバイアス・パラメター (b) の進化 [134]。破線はダークマターの密集の強さを表す。

では、これまでの研究を念頭に次期望遠鏡ではどのような研究を行うべきだろうか。現在の最も質量の大きい銀河団 (かみのけ座銀河団など、$10^{15} M_\odot$ 程度) の個数密度は、10^{-6} 個/Mpc^3 である。最低限こうした大質量銀河団の祖先を数個含むような探査をしなくては大規模構造の解明にはつながらない。ライマン・ブレイク法およびライマン・アルファ輝線法で検出できる銀河は $z = 20 - 30$ において、それぞれ $\Delta z = 5$ と 1 程度になる。したがって、1 平方度の探査でライマン・ブレイク法の探査なら 15 個程度、ライマン・アルファ法の探査でも 3 個程度の大質量銀河団の祖先を観測することができる。よって、要求される視野は最低 1 平方度である。(統計的には、その 10 倍程度の領域の探査が望ましい)

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	> 3.5m	撮像、分光	$1 - 6\mu$m	$0.1 - 0.5\mu$m	$> 1\square^\circ$	FWHM $< 0\farcs5$
地上大型	> 30m	撮像、分光	$1 - 3\mu$m	$0.1 - 0.5\mu$m	$> 1\square^\circ$	FWHM $< 0\farcs5$

一方で、上述のような紫外線選択の銀河では、星形成が活発かつダストの吸収が適当に小さい天体を選択的に見てしまっており、その時代の銀河の構造を代表しているという保証は無い。従って、スペースでの $2-10\mu$m 帯の赤外広視野観測によって、星質量選択の銀河標本を作り、その構造を見ることが極めて重要である。具体的には、$KLMN(2-10\mu\text{m})$ バンドでの 10 平方度相当のサーベイを行う。近赤外の色 ($KLMN$) を用いると、$1 < z < 5$ において、銀河の種族に依らず赤方偏移を精度良く決定できるという大きな利点がある。これは、星の大気での H^- 吸収係数の極小による 1.6μm 付近のスペクトルの折れ曲がり特性のお蔭である [142]。この手法は、分光観測が大変困難になるこのような遠方宇宙で、非常に有用で効果的な距離決定方法である。これによって宇宙年齢が 1/10 の時代から今日までの高密度領域の時系列スナップショットを得て、構造形成過程を

実証的に示すと共に、それらをランドマークとしてその周辺領域を探査し、銀河の形成進化が環境とどのように関わりながら行われてきたかを明らかにする。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	> 3m	撮像	$2 - 10\mu$m	$0.5 - 2\mu$m	10 □°	FWHM $< 0''.5$

3.5.6　クエーサー吸収線系と銀河の初期進化

クエーサー (QSO) 吸収線系は、宇宙論規模の時間尺度でのバリオンの化学進化を明らかにするための極めて重要な天体であり、化学進化のもととなる「銀河の形成・進化」についての貴重な情報をもたらしてくれる。また、輝線ではなく、吸収線で観測をすることから、銀河の種となる銀河間物質の分布、量、サイズ、運動といった基本的な情報を無バイアスにもたらしてくれる。このような利点から、クエーサー吸収線系の研究は、深撮像と並んで、銀河形成の観測的研究の最も強力な手段の一つとなった。しかし、その観測的な困難から、まだまだ未解明な点が数多く残されており、将来の大型計画による飛躍的な進展が強く望まれている。

吸収線系について未解明な点　Keck HIRES、VLT UVES、また、すばる HDS など、8m クラスの望遠鏡にとりつけられた高感度な可視の高分散分光器により、クエーサー吸収線の観測は過去 10 年で飛躍的進化をとげた。その結果、$> 10^{21}$ から 10^{12} cm^{-2} の 9 桁以上の幅の柱密度をもった中性水素 (HI) 雲が、Mpc– Gpc といった大規模なスケールで蜘の巣状に宇宙に張り巡らされていることがわかった (例えば [97])。しかし、以下のような本質的な質問にたいする答えは、まだ得られていない: 1. さらに弱い柱密度の吸収線系は存在するか、また、その金属量は銀河生成にともなう星形成による元素組成の影響をうけていないか (例えば [138, 147] を参照)、2. 柱密度がもっとも高いクエーサー吸収線系である「ダンプト・ライマン α・システム (DLA)」は、銀河の周囲に広がる中性水素ガスを見ていると考えられているが、その対応銀河はどのような性質をもっているか、また、ライマン・ブレイク銀河などの高赤方偏移銀河とはどう関係しているか、3. DLA よりも一桁吸収量の少ないクエーサー吸収線系である「ライマン・リミット・システム (LLS)」は、数で言うと DLA より 100 倍以上の多数存在しているが、それはどのような天体か、また、対応する銀河はあるのか、4. 金属量や元素組成比は赤方偏移とともにどのように進化したか (例えば [135] を参照)、5. 高赤方偏移 ($z > 4$) での金属量や元素組成は、どのようになっているか、6. DLA や LLS といった柱密度の高いクエーサー吸収線で見られるガスの運動は、対応する銀河のハローのガスの運動を見ていると考えられるが、それは、星の集団として見えている対応する銀河自体の運動とどのように関わっているか、また、それは z に対してどのように進化してきたか、等々、ある意味でクエーサー吸収線系自体についての理解でさえ、まだほとんどできていないに等しい状況にある。

将来の技術革新による進展　クエーサー吸収線系の研究では、波長分解能が数万以上の高分散分光で、しかも、微弱な吸収線を検出することが要求されるため、現在の 8m 規模の望遠鏡とそれにつけられた高分散分光器では、すでに観測の限界近くに達している。今後の 5 年は、8m 規模の望遠鏡の観測装置の改良 (波長分解能の改良、新しい多素子 AO を用いた感度の向上、レーザーガイド星 AO を用いた暗いクエーサーに対する観測、赤外線高分散分光器を用いた高赤方偏移の金属量や元素組成の観測) による進展が見込まれるが、観測天体は比較的明るいものに限られるため、とくに高赤方偏移の情報は限られたものになる。その次のステップは、SDSS で見つかりつつある $z > 4$ の多数のクエーサーに対して、$R = 50,000$ 以上の高分散観測で微弱な吸収線を観測することであるが、これには 30m クラスの超巨大望遠鏡による集光力が必至となる。

また、クエーサー吸収線系の対応銀河は、CDM を用いた大規模な数値実験や準解析的モデル (例えば [130]) でも、クエーサー視線方向から 5kpc 以下のごく近傍に存在しているのではないかと考えられている。こういった明るいクエーサーのすぐそばに隠れている暗い対応銀河を見つけるには、8m 望遠鏡の限界である 0.1 秒角を切る高い空間分解能と高い感度が要求されており、超大型地上望遠鏡による AO 観測やスペース大型望遠鏡による低輝度天体の観測による大きな進展が望まれる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	> 30m	分光	$0.3 - 2.5\mu$m	$R > 50,000$		
スペース	> 4m	撮像	$0.3 - 2.5\mu$m		$1'$	$< 0''.1$
地上	> 30m	撮像	$0.3 - 2.5\mu$m		$1'$	$< 0''.1$

3.5.7 活動銀河核と銀河形成との関わり

銀河の形成・進化と活動銀河中心核 (AGN) の進化・巨大ブラックホールの成長史とは、従来は別の研究分野であるという見方が支配的であったといえるだろう。(実際、本将来計画検討会でも別々の班としてそれぞれで活動している。) しかし、近年この二つの現象には密接な関わりがあるのではないかという考え方が台頭してきている。例えば、1980 年代後半には、爆発的星形成を起こしていると考えられていた高光度赤外線銀河がやがてクエーサーとして見えてくるというスキームの提唱があり [140]、現在も研究が続いている。また、1990 年代には、近傍銀河の回転楕円体成分 (楕円銀河や円盤銀河のバルジ) の中心には巨大ブラックホールが存在しており、その質量は回転楕円体の星の質量に比例しているという関係が明らかにされてきている (例えば、[118])。現在の宇宙では、これらの回転楕円体成分では、AGN 現象も見られないし星形成も見られないものが存在するが、このような関係が成立しているためには、過去に星形成とブラックホール成長がなんらかの形で「共謀」して進んできたことを示唆する。このように、星形成史と AGN 進化史は密接に関連したものとして、お互いの関係を探るという方向での今後の研究がますます盛んになるものと予想される。

この研究の方向性としては、大きく分けて二つが考えられるだろう。一つは、図 3.28 に示したような AGN/クエーサーの宇宙論的な進化 (形成過程を含む) の解明を行い (特にダストに深く埋もれた AGN 等の探査)、一方で銀河形成進化 (すなわち星形成史やホスト銀河) とのリンクを研究する方向性。(爆発的星形成を行う銀河との進化リンクも 10 年後にはかなり分かっているかもしれないが、まだ不明な部分は多いのではないかと思われる。) もう一つは、比較的近傍の宇宙での AGN/クエーサーでの、爆発的星形成とブラックホールへのガス供給機構の詳細の解明という方向性。これには、ガス降着率と放射機構 (ADAF かどうか等) を探るという側面も含まれるであろう。ここでは、前者について考える。後者については、環境効果、ブラックホール質量評価のためのリバベレーションマップ等が考えられるが、次世代望遠鏡というより既存望遠鏡で行うべきであろう。ブラックホールの近傍、BLR の構造を探る等の課題もあるが、これは、AGN サイエンス検討班にゆずる。

図 3.28 は、色々な明るさの AGN/クエーサーの数密度の赤方偏移進化を示している。明るい AGN/クエーサーほど、高赤方偏移で個数密度の最大値を持つ傾向がみられ、セイファート程度の明るさになると赤方偏移が 1 以下で最大を迎える傾向が見られる。この図は ASCA で検出された高エネルギー帯域選択の X 線源の可視追究観測によって得られた結果であるが、同様の傾向は他の X 線衛星による探査の追求観測の結果でも見られている。より明るい AGN がより重いブラックホールを持つという大まかな傾向が知られていることと、重たいブラックホールをもつ母銀河ではより大きな回転楕円体成分を持つ、という二つの傾向をつなぐと、大きな回転楕円体 (楕円銀河) は明るい AGN/クエーサー現象を発現し、小さい回転楕円体 (円盤銀河のバルジ) はより後から AGN/クエーサー現象を発露するという仮説が考えられる。爆発的星形成に伴ってブラックホール形成や AGN/クエーサー化が起こるとすると、楕円銀河はより宇宙初期に激しく星形成を行い同時に (或は少し遅れて) クエーサー化する、一方バルジはもっと低赤方偏移で形成されセイファート的な活動を示すという仮説が考えられる。クエーサーの母銀河には楕円銀河が多く、セ

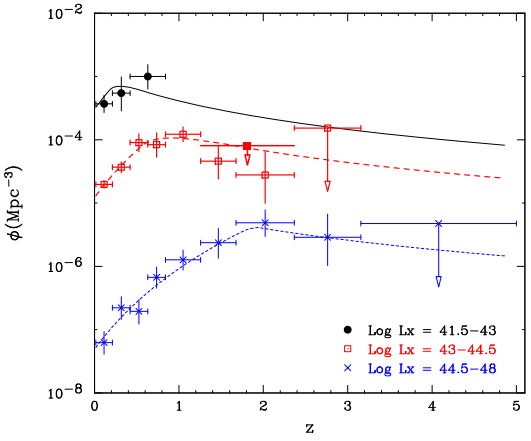


図 3.28: AGN/クエーサーの光度別数密度の進化 [154]。

イファート銀河は円盤銀河であることと符号する仮説である。このような「関わり」を明らかにするためには、星形成の宇宙史と共に AGN/クエーサーの形成進化の宇宙史を明らかにしていく必要がある。

現在は、ASCA や Beppo/SAX の時代を受けて、Chandra や XMM/Newton の時代に入っているが、これらの X 線源の同定によって、この進化史を明らかにしていくことが、最も直接的な手法の一つであると考えられる。図 3.29 に X 線ハードバンドでの明るさと可視等級の関係を示す。X 線での明るさが暗くなると可視等級も暗くなることが見てとれる。斜めの破線は可視と X 線の明るさの比が一定の線である。大部分はこの線に沿って分布していることがわかる。図 3.29 では、Chandra による深探査の点まで書いてあるが、既に可視で 26,27 等より暗くて可視分光の困難なものが多く存在する。これらの天体の分光観測は次世代の望遠鏡でないと困難である。

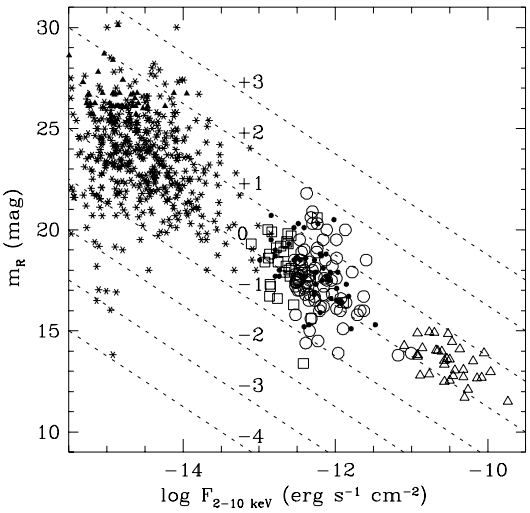


図 3.29: AGN/クエーサー (含候補) の X 線フラックスと可視等級の関係 [89]。

さらに 10 年以降後には、XEUS、NeXT 等が稼働しているとすれば、現在の 100 倍位の感度を持つ観測がされているだろう。(但し、角分解能は問題になるかもしれない。) この場合、クエーサーであれば z が 10 以上でももし存在すれば検出可能だろう。一方それ以下の赤方偏移 (例えば $z \sim 1-3$) では、セイファートやさらに低光度の AGN(10^{41-42} erg/s) といった種族が見えてくるだろう。特に、高エネルギー帯域での観測からコンプトン散乱に対して光学的に厚い AGN/クエーサーも存在すれば見えてくるだろう。これらの可視等級は、図 3.29 からも、30 等 (~ 1 nJy) にも達するものがあると予想される。これらの X 線源はおそらく観測限界ぎりぎりで、X 線スペクトルで自身の赤方偏移を出すのは困難だろう。従って、赤方偏移や天体の種別を知るには、可視／近赤外での追究観測が必要になるであろう。このような天体の分光観測には、地上の大望遠鏡が適している。地上 20m で $R \sim 500$ の分光観測を考えると点源なら 1 時間の積分で $25-26$ 等位までなら可能であると考えれらる。積分時間を増やせば、さらに深く観測可能だし、連続光ではなく輝線を狙うだけならさらに暗い天体でも観測は可能であろう。

AGN/クエーサーの種別を識別し、近傍のそれと比較する場合には、Hα 線まで観測しないといけないので、例えば 3μm より長い波長での分光が必要になる。この場合はスペースの方が有利になってくると考えられるが、それでもかなり明るいものしか観測できず、あまり発展は期待できないのではないかと思われる。

一方、その母銀河の研究を展開するためには、角分解能の非常に高い撮像観測と分光観測が必須になる。核の光が卓越しているようなケースでは撮像／分光とも困難で、角分解能をあげて、空間的に成分をわけて観測を行なう必要がある。2 型の AGN で母銀河成分が卓越しているような場合では、分光観測はその角サイズが小さければ地上 20m での撮像を考えると、点源と同程度であると考えられる。

以上は X 線源の追求観測という研究手法であるが、他にもいくつかの手法があるだろう。特に宇宙塵 (ダスト) に深く埋もれたような AGN/クエーサーの探査には、赤外での探査が威力を発揮するかもしれない。最近、2MASS で見つかってきた赤い AGN/クエーサーは X 線では非常に暗いようなので、このような赤い天体の分光探査といったものも考えられるであろう。近赤外での分光観測を想定すると、点源なら地上 20m で観測すれば 24 等程度までは十分可能そうである。ただし、このような隠れた AGN/クエーサーでは母銀河が卓越していて、広がった光源である可能性が高い。この場合はもっと明るいものしか観測できないが、地上大望遠鏡の方が有利であろう。

クエーサー現象と爆発的星形成の関係をもっと直接的に研究を進める場合、分子ガスとダストの分布と可視近赤外の構造・運動の関係を調べることが重要になってくるだろう。例えば、図 3.30 は、赤方偏移約 5 におけるクエーサーの近赤外像 (静止系では可視) と分子ガスの分布を重ねたものである。図左では、クエーサー本体とそこから 10kpc 程度はなれたところの二箇所に巨大な分子ガスが存在していることがわかり、合体途上にある星形成銀河を見ているのかもしれない。

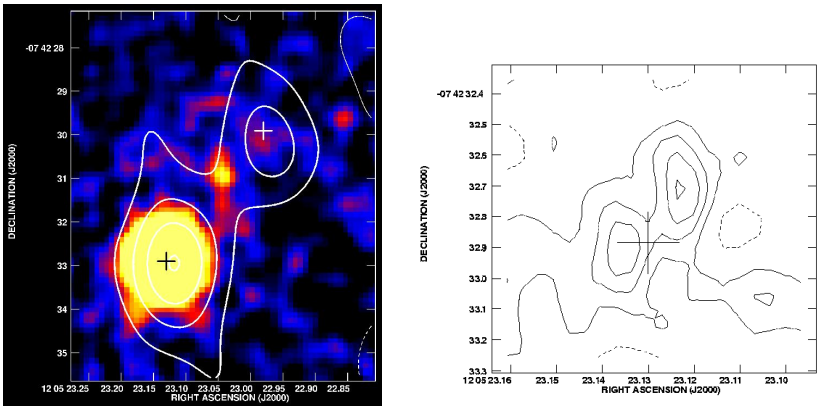


図 3.30: $z = 4.7$ に存在するクエーサー BR1202-0724。左図のコントアは VLA によっ て得られた CO($2 - -1$) 輝線の分布。背景はすばるによる [OII]3727 輝線を含む狭帯域撮像データ。左下の分子ガスにはクエーサーが付随しているが、右上の分子ガスには可視対応天体が有意に見えていない。右図は、左図の左下のガス分布をさらに高分解能で観測した結果で、視野は $1''$。分解能は $0''.2 - 0''.3$。小さいスケールでも二つ目玉構造が見てとれる [129, 94]。(カラー 24 ページ)

さらに、クエーサー中心付近を拡大してみると (図右)、互い 1kpc 離れたところに二つの分子ガス雲がみえている。これはクエーサーまわりに存在する分子ガス／ダストトーラスで、中心核周辺の爆発的星形成を見ているという解釈も可能かもしれない。現在は、ガスの運動状態を知ることは電波でも困難であるが、ALMA 時代には十分可能になっているだろう。ALMA では、ダストや分子ガスの分布や運動状態を通して、母銀河の形成／進化まで迫れる可能性がある。そうすると、角分解能 $0''.1$ 以下で内部運動も含めた観測が面白くなってくるだろう。できれば ALMA を意識して $0''.01$ が欲しい。地上 20m を 1μm で回折限界の観測をすれば、これは達成可能であろう。また、面分光が活躍すると考えられる。($0''.1$ 分解能の場合では分光器が大きすぎてスペースは厳しいかもしれない。また、コロナグラフとか星像をより鋭利にするような手法も有力だろう。) クエーサーでは赤い方の波長を優先する必要は必ずしもないので静止座標紫外線の輝線を用いて、観測側で 2μm 程度までを考えれば地上の AO 付き口径 20m で十分だろう。非常に激しい吸収を受けたものでは、もっと長い波長の観測が必要になるので、スペースの方がよいということになるが、スペース 3m 級では、見かけの明るいものしか対象にならず、あまり大きな発展は期待できないのではないかと思われる。(このような研究展開のためには、相互の位置関係をきちんと調べないといけないので、各波長域での天体位置観測が重要になってくるだろう。)

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	20m	撮像	$0.4 - 2\mu$m	$R \sim 5$	$1 - 100''$	$0''.01$
地上	20m	分光 (MOS)/面分光	$0.4 - 2\mu$m	$R \sim 10^3$	$< 1 - 100''$	$0.01 - 1''$

3.5.8 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
児玉 忠恭	国立天文台光赤外研究部 (班長)	§ 3.5.1, § 3.5.4, § 3.5.5
大内 正己	STScI	§ 3.5.2, § 3.5.5
太田 耕司	京都大学大学院理学研究科	§ 3.5.7
小林 尚人	東京大学大学院理学系研究科	§ 3.5.4, § 3.5.6
須佐 元	立教大学理学部	§ 3.5.2
西 亮一	新潟大学自然科学系	§ 3.5.2
松原 英雄	宇宙航空研究開発機構宇宙科学研究本部	§ 3.5.3
山田 亨	国立天文台光赤外研究部	§ 3.5.3

3.6　銀河系、局所銀河

3.6.1　今後の方向性

より暗い、すなわちより遠い天体や宇宙領域を探るために、我々はより大掛かりな望遠鏡を必要としてきた。この休息のない観測天文学の欲求は、おそらく 1610 年にガリレオが初めて望遠鏡を空に向けて以来始まったと考えられる。ガリレオの観測によって既に、銀河系の明るい部分である天の川が多くの恒星によって成り立っていることが明らかとなった。その後、ハーシェル、カプタイン、シャプレーらによる恒星計数や球状星団分布のマッピングによって、銀河系の全体像が次第につかめてくるようになり、さらにハッブルによる M31 のセファイド変光星の観測によって、M31 のような星雲が銀河系の外にあること、またその見かけの大きさと距離関係から銀河系の実際の大きさが明らかになったのである。このようにして、望遠鏡の発展と共により暗い恒星の観測が可能となって、その集合体である銀河・銀河系の内部構造、さらには銀河の空間分布も導くことが可能となってきた。

特に近年は、すばる望遠鏡などの大型地上望遠鏡ならびにハッブル宇宙望遠鏡の威力によって、銀河がまだ若い時期の深宇宙領域にまで到達できるようになった。これまで達し得なかった集光力あるいは空間分解能を持つ望遠鏡によって、深宇宙の彼方からやって来る微かな光の像やスペクトルを捕らえることが可能となり、形成途中にあると思われる銀河の様子が見え始めてきた。このような深宇宙の観測から、我々は様々な銀河の様々な時期におけるスナップショットを得ることができ、その観測情報 (光度、色、スペクトルなど) を通して銀河がどのようにして形成され進化してきたかを統計的に研究することができる。特に、現在の標準理論である、冷たい暗黒物質の階層的合体に基づく銀河形成論と比較しながら、銀河宇宙の大局的進化を議論することが可能となってきた。

一方、銀河系や局部銀河群などに代表される我々の近傍宇宙の様子も、望遠鏡の発展に伴って急速に理解が進み、実際に個々の銀河がどのようにして形成され進化してきたかを、その構成要素である恒星の性質を一つ一つ解析することによって具体的な描像を得ることが可能となってきた。**すなわち、銀河本体をその骨格である恒星に分離できれば、個々の恒星の性質を詳細に調べることによって、銀河の空間構造、化学動力学構造、年齢分布などが得られる**。より性能の高い望遠鏡を用いれば、銀河系内のより暗い恒星を分離できると共に、系外にあってより遠くの銀河における恒星をも分離可能となるので、銀河系や局部銀河群、さらに周辺の銀河群の銀河の最も基本的な性質 (恒星系の性質) を知ることができる。

さらに、恒星系の性質、特にその年齢、運動状態、金属量分布に基づいて、一個の銀河あるいは銀河群全体がどのようにして形成され進化してきたかを時々刻々追跡することが可能となる。この点において、銀河の形成と進化の分野に対して、高赤方偏移の銀河研究 (若い銀河の統計的研究) とは異なったアプローチが可能となり、互いに相補的である。その良い代表例として、最近銀河系において最も金属量の少ない恒星が発見されたが [167]、これが発端となって宇宙初期における最初の世代星形成や初期銀河の理解が進んだことは記憶に新しい。

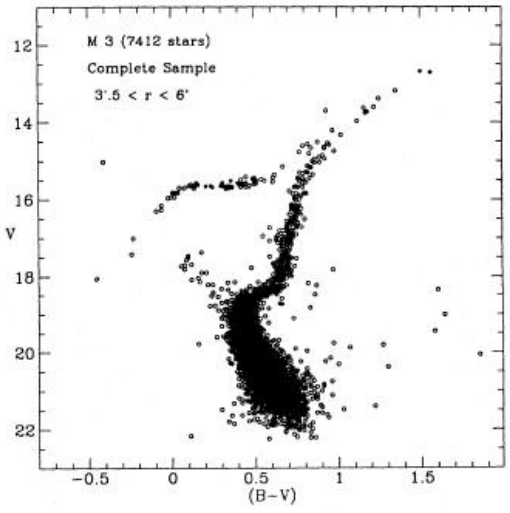


図 3.31: 銀河系内の球状星団 M3 における色 – 等級図 [165]

本班では、次世代光学赤外線望遠鏡が局所宇宙分野にもたらす最も重要なテーマとして、**銀河を個々の恒星に分離して解析することに基づく銀河の形成と進化の研究**と位置づける。すなわち、銀河を構築する恒星の一個一個を調べることによって、銀河の形成史を理解することにある。まず、個々の恒星の測光観測から色、等級の情報を得ることによって、色 – 等級図上における恒星分布を導くことができる。さらに、分光観測から恒星の持つ化学元素情報を得

ることによって、恒星系の形成史や化学進化を知ることができる。

その代表例として、銀河系にある典型的な球状星団の色 – 等級図を図 3.31 に示す [165]。まず、水平分枝帯 (HB) が認められることから、星団が古い年齢を持つことが推測される。さらに、その転向点 (TO) が明確に同定できること、主系列 (MS) や赤色巨星分枝 (RGB) が幅を持たずシャープな構造をしていることから、全ての恒星が同じ年齢と金属量を持つこと、したがって星団内の恒星はある時期に一度に形成されかつ星間ガスが一気に失われたことを物語っている。恒星進化の模型と具体的に比較することによって、星団の形成時期もわかる。このように、色 – 等級図と化学元素情報が得られれば、恒星系における星形成史と化学進化を知ることができ、さらに個々の恒星の運動状態やその空間分布の情報を組み合わせることによって、恒星系が単一の収縮か階層的合体を経たものかといった、形成期の具体的な動的過程を知ることができ、したがって単一の銀河の形成と進化を導くことが可能となる。恒星に分離できないような遠方にある銀河では、その平均的な物理量 (光度、色、速度分散等) しか得られないことから、このような単一の銀河の進化を追跡することができない。銀河の骨格である恒星の諸量は究極の銀河情報である。**したがって、局所宇宙の領域は、我々が築き上げてきた天体物理学の知識 (星形成論、恒星進化論、化学進化論、恒星系力学等) を最大限に活用して銀河を理解できる、まさに天体物理学の実験室とも言えよう**。

このような局所宇宙の研究の重要性を踏まえ、本班では現在の大口径地上望遠鏡やスペース望遠鏡で局所宇宙のどこまで恒星に分離できていて、どのようなことが明らかになってきたか、そして、次期光学赤外線望遠鏡によって局所宇宙のどこまで恒星に分離可能で、その結果どのようなことが明らかになるかあるいは明らかにするべきかを報告する。

3.6.2 銀河系の形成と進化

背景

我々に最も近い、したがって最も詳細に調べられる銀河は、我々が住む銀河系である。さらに、銀河系のような典型的な (円盤) 銀河がどのような過程を経て形成され進化し現在に至ったかを知るには、年齢の古い (または金属量の少ない) 星や星団、すなわち広大なハロー空間に分布する星や球状星団、さらには年齢が古いと考えられる円盤部分 (厚い円盤) やバルジの星を調べるのが王道である。円盤銀河にある星の大半は年齢の若い (薄い) 円盤部にあってほぼ円運動の軌道をしているが、微量ながらも円盤部と異なった運動をする星 (高速度星) も存在することが、オールトによって 1920 年代に見つけられた。また、同時期に球状星団も高速度星と同様に円盤部と異なる運動をしていることが、リンドブラードによって明らかにされ、その運動の様子から銀河系の質量に関して既にこの時代に推測されていた。このような星や星団の運動は、銀河円盤がまだ存在しない銀河系初期の状態を反映しており、したがってこのような天体をさらに詳しく調べることによって、銀河系形成の過程を導出することができる。

銀河系形成に具体的に言及した研究は、1962 年に提出されたエゲン・リンデンベル・サンデージの論文がほぼ最初と考えていいだろう [168]。彼らは太陽近傍における高速度星の運動状態とその紫外超過量 (金属量に対応) との関係から、銀河系はハロー部から円盤部にかけて動的な収縮によって形成されたというシナリオを提出した。このシナリオは、(必ずしも彼らの論文でそう主張していた訳ではないのだが) 単一重力収縮 (monolithic collapse) による銀河形成シナリオとして普及し、その後のラーソンの仕事に代表される楕円銀河の形成研究にも大きな影響を与えた。一方、時代を経て 1978 年になり、サーレ・ズィンらによって球状星団の性質が詳しく調べられ、ハローの外側にある球状星団に金属量の空間勾配がないことなどから、このような天体に代表されるハロー部は、多くの恒星塊がランダムに合体を繰り返して形成されたとする新しいシナリオを提出した [179]。このようにして、銀河系の古成分である星や星団の解析から銀河系の形成論を研究する方法が確立されてきた。

さらに、このようなハロー、さらには円盤やバルジにある個々の星が、どのような金属量、または具体的な化学元素組成を持っているかを観測し解析することによって、銀河系における星形成史や化学進化を研究する方法も追求されてきた。特に、銀河系ハローはどのような金属量分布を持つか、全く金属を含まない星がある

か、といったことは、最初の世代星の形成過程や銀河系初期の星形成過程と密接に関連しており、精力的にサーベイが行われてきた。このような研究においては金属量の決定が必須である。かつては金属量の指標として測光量を組み合わせた観測量を用いていたが、系統誤差の影響が大きくて銀河系形成の研究に支障があった。しかしその後、望遠鏡や検出器の進歩によって (低、中分散の) 分光観測を短時間で行えるようになった。かつて行われた金属欠乏星サーベイの最も大規模なものとして、カルシウムの HK 線強度を金属量の指標として用いたいわゆる HK サーベイがある [162]。このサーベイで得られたサンプルに基づいて、ハロー星の金属量分布が導かれた上に、金属量が太陽の 1000 分の 1 を下回る星が約 100 個ほど発見された。その後、こういった金属欠乏がはなはだしい星の高分散分光観測を行なうことによって、銀河系初期の星形成過程の研究が展開できるようになってきた。

近年は、ヒッパルコス衛星に代表される位置天文観測の進展によって多量の星の運動状態が得られるようになったこと、ならびに 8 – 10m 級望遠鏡による高分散分光によって金属欠乏星の詳細な化学元素組成が短時間で得られるようになったこと等から、急速に研究が発展してきた。

何を明らかにするべきか?

銀河系の形成と進化を明らかにするためには、その古成分の星や星団に関する基礎データを観測によって集積することが最も重要である。すなわち、個々の天体に対して、

1. 等級、色　(→ 色 – 等級図)
2. 金属量　(→ 色 – 等級図と組み合わせて年齢決定)
3. 化学元素組成　(→ 星形成、化学進化)
4. 視線速度、距離、固有運動　(→ 3 次元速度、軌道運動)

を得ることにより、銀河系の各場所における星の空間密度、光度関数、金属量分布、化学元素組成の分布、年齢分布、速度関数分布、軌道運動の分布を知ることができ、これらの恒星系の振る舞いに基づいて、

(1) 銀河系初期におけるバリオンのエネルギー散逸過程の導出
(どのように星形成や化学進化が進行したのか? それは銀河系の構造形成とどのように関係しているか?)

(2) 銀河系形成における小銀河合体過程の導出
(小銀河の階層的合体はどのようにして行なわれてきたか? それは CDM に基づく銀河形成論と合致するか? 局部銀河群の矮小銀河の特性とどのような関係があるか?)

(3) 種族 III 天体の光度関数、化学元素組成と運動状態の導出
(最初の世代星形成はどのように行なわれたか? そのような星はどのような動的状態で生まれたのか?)

(4) 銀河系ダークハローの空間分布と組成
(ダークハローの形や内部構造は CDM 理論の予言と合致するか? 古い白色矮星の占める割合、その親星の初期質量関数は?)

といった重要な事項を明らかにすることが目標となる。

銀河系観測の現状と今後

では、現在はどこまでサーベイ観測やそれに基づく銀河系形成の研究が進んでいるだろうか? 端的にまとめれば、ハローや円盤に関しては上記 1~4 が全て揃っている領域は太陽近傍のみに限定されていること、バルジに関しては明るい赤色巨星や漸近巨星などに対してデータの蓄積があるのみ、球状星団に関してはその多数において固有運動が未知であることである。したがって、ハローや (厚い) 円盤に関してはその大局的な性質 (た

とえば密度構造、光度関数の空間分布、金属量分布の空間依存性、年齢の空間依存性) がまだ全く不明であり、バルジに関してはその年齢分布や詳細な化学元素組成が不明であり、球状星団に関してはその軌道分布が不明となる。さらに、種族 III の候補天体に関してはまだ一例のみであり、また古い白色矮星の空間分布、さらにはダークハローの具体的な内部構造 (密度分布、副構造) も明確になっていない。

特に観測が進んでいない、しかし銀河系初期を研究する上で最も重要となるハロー部に関して取り上げてみる。ハロー星がどのような性質を持っているかは、太陽付近に存在する特に明るい (RGB, TO などの) 金属欠乏星または高速度星をターゲットに観測が進められてきた。したがって、その測光観測や低、中分散分光観測は小、中口径望遠鏡によって容易に行え、高分散分光観測は最近の大口径望遠鏡によって多量に実行できるようになった。また、これらの恒星までの距離や固有運動は、主にヒッパルコス衛星による観測データが活用できるようになってきた。距離がわかれば絶対等級がわかるので、色 – 等級図上の恒星分布も得られる。図 3.32(左) に太陽近傍で得られた色 – 等級図を示す [170]。このような図と恒星進化モデルとの解析から、(太陽近傍における) ハロー星は主に年齢の古い (>100 億年) 星で占められていることがわかっている [182]。また、図 3.32(右) に個々のハロー星の金属量と軌道運動の離心率との関係を示した [166]。この図の解析から、銀河系は単なる動的な収縮ではなくおそらく小銀河の合体とバリオンのエネルギー散逸過程の両方を経て形成されたものと推測されているが、まだ明確な結論には至ってはいない [163, 164, 178]。また、太陽近傍の明るい金属欠乏星に限定して、8 – 10m 級望遠鏡によって高分散分光観測が精力的に進められてきた [161]。図 3.33 に示されるような化学元素組成から、銀河系の化学進化の過程、特に [Fe/H]< −3 においては最初の世代星から放出された化学元素が強く反映されており、同時に化学進化が非一様に進行していることなども研究されてきた [181]。しかし、こういった詳しい研究が行えるのは太陽近傍の領域に限定されており、ハロー全体ではどのようになっているのか、特にハローの外側ではどのような化学動力学構造や年齢構造をしているのか、といった銀河系形成に関わる重要な事柄は全く未開拓のままである。その大きな理由は、**現存の観測装置では太陽近傍でしか充分な観測データが得られない**からである。

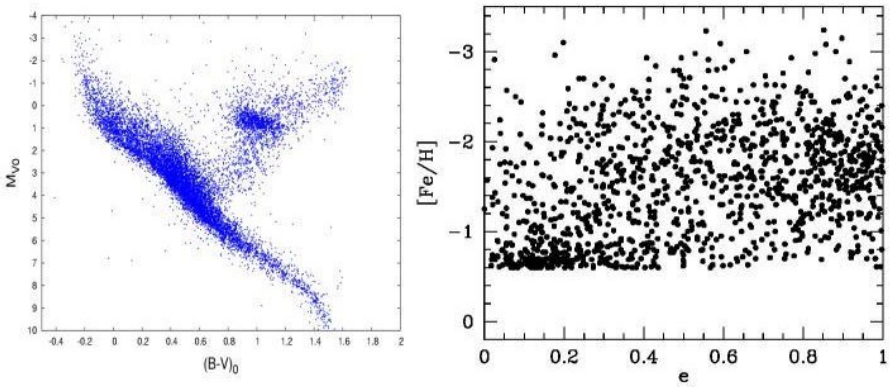


図 3.32: (左) 太陽近傍における色 – 等級図 [170]、(右)[Fe/H] と軌道離心率の関係 [166]

こういった研究の限界を打開するために、現在既に幾つかのサーベイが進んでいる。ハロー星に関する最も多量の測光、分光情報としては、SDSS サーベイの結果が大きな鍵となる思われ、小銀河合体の痕跡と思われるストリーム構造が既に幾つか発見されている。この数年でサーベイが完了した暁には、ハロー全体の空間構造、ダークハローの質量分布などを明らかにできるであろう [177]。また、SDSS の観測だけではハローの外側にある暗い星の視線速度や金属量情報は得られないので、8 – 10m クラスの望遠鏡による中分散の多天体分光が重要となり、これも現在進行している。さらに、金属量分布の導出や種族 III 天体の候補探査などは、Hamburg/ESO サーベイと VLT を組み合わせたプロジェクトが進行しており、最近これまでで最も金属量が少ない星が発見された。銀河系の化学動力学構造を決定するためには、測光量や金属量、化学元素組成の他に、個々の星の視線速度と固有運動、さらに距離に至るまで系統的にサーベイをする必要がある。計画されている大型サーベイプロジェクトとしては、北、南半球のシュミット望遠鏡にファイバー分光器を装着して、多くの星の視線速度 (＋幾つかの化学元素組成) を決定しようという RAVE 計画 (2003 – 2009?) がある。さらには、SIM(NASA) や GAIA(ESA) といった次世代位置天文衛星によって、銀河ハローの大きな体積に渡って恒星までの距離と固有運動を決める計画がある。特に GAIA(2012 年頃打ち上げ) は、$V = 20$mag に至る暗い星まで

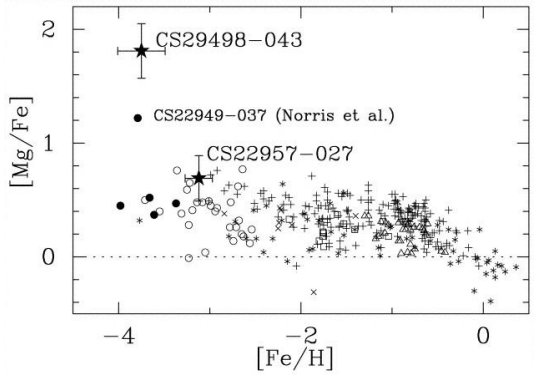


図 3.33: 太陽近傍における [Mg/Fe] と [Fe/H] の関係 [161]

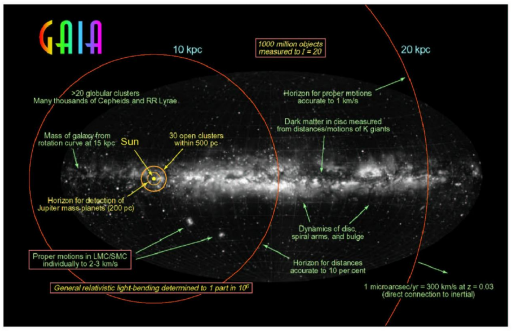


図 3.34: GAIA が目指す高精度三角視差と固有運動測定の観測領域

精度の良い (10 %の誤差で) 距離 (10kpc まで) と固有運動 (20kpc まで) を決定できるので、このような銀河系ハロー空間の広い領域において星の運動に関する基礎データが得られる (図 3.34)。また、星の測光量と金属量を組み合わせることによって、$V < 17$mag で距離が 4kpc 以内にある恒星系の年齢が 10 % の精度で得られると考えられている。我が国でも、可視光では塵による光の吸収効果を受けてあまり観測できない天の川面上の星の位置天文観測を目的として、近赤外線 (z バンドと呼ばれる 0.9 μm の波長付近) による位置天文観測衛星計画 (JASMINE 計画) が進行中である。GAIA や SIM では、ハローや近傍ディスク内の星の高精度な位置天文情報が期待できるとともに、JASMINE によりバルジや遠方ディスク上の星の高精度な位置天文情報が利用可能となる。これらの位置天文情報は銀河系構造やその中の天体の解明に貢献をすることが期待される。

次期大型望遠鏡が目指すもの

これまで述べてきた現在進行しているサーベイや今後のプロジェクトの大半は、2015 年から 2020 年頃までには終了すると見込まれる。この結果、太陽から距離 10kpc 以内に位置する恒星の 6 次元位相空間構造 (3 次元位置、3 次元速度) が決まり、さらに距離がわかるので色 − 等級図も得られ、年齢分布、とりわけ星形成史を導くことが可能となる (但し、10 % 精度の誤差で年齢が決まるのは距離 4kpc 以内である)。また、恒星の金属量分布の空間依存性も決定できるので、化学進化がどのように行われてきたかをある程度推測することもできる。

こういった将来考えられる状況の中で、依然欠如している観測情報としては、暗い、つまり距離が遠い恒星の詳細な化学元素組成である。すなわち、

1. ハローの様々な領域における化学元素組成の分布
2. 厚い円盤成分の様々な領域における化学元素組成の分布
3. バルジにおける化学元素組成の分布

が得られないままとなる。その結果、

- ハロー全体の星形成過程と化学進化はどのように進行してきたか?

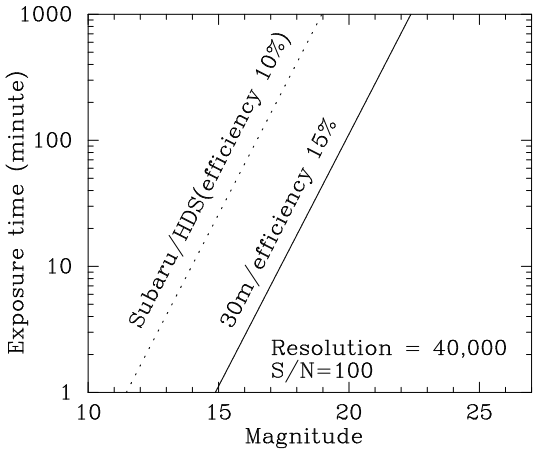


図 3.35: $S/N = 100$, $R = 40000$ の高分散分光観測を行なうために必要とされる露出時間

- それは、矮小銀河の星形成とどのように関係しているのか?
- 厚い円盤成分はどのような過程を経て形成されたのか?
- バルジはいつどのようにして形成されたのか?

といった、銀河系形成の鍵となる事項が不明なままとなる。要するに、詳細な恒星スペクトルがあってはじめて天体物理学上意味がある研究が展開できる。

では何が必要であろうか? 暗い天体のスペクトルを多数得るためには、大集光力のある望遠鏡で系統的にサーベイを行えば良い。等級の目安としては、GAIA によって 20 等級までの恒星カタログが得られること、またバルジの転向点が 20 等級付近に来ることから、20 等級程度の星の高分散スペクトルがリアルタイムで得られるようなスペックを持つと良い。図 3.35 に、30m 望遠鏡を想定して、$S/N = 100$, $R = 40000$ を想定した場合の等級と露出時間の関係を示す。この図から、30m 級の大口径があれば、上記の目標は充分達成されるであろう。また、同時に多数の恒星を観測するために、高分散の多天体ファイバー分光を可能とする装置を用いると良い。

3.6.3 矮小銀河の形成史とその意義

現在標準的宇宙論モデルとなっているコールドダークマターシナリオでは、宇宙初期に小さな揺らぎが早くつぶれるので、宇宙最初の銀河は矮小銀河だったかもしれない。また、このシナリオでは、矮小銀河程度の質量をもつ天体が衝突と合体を繰り返し、徐々に大きな銀河へと成長すると考える。したがって、矮小銀河は大きな銀河を作る “素” ということになる。このシナリオに沿うならば、矮小銀河の形成と進化を理解することは、より大きな銀河の形成と進化を解明するために不可欠である。そして、矮小銀河の星形成史や化学進化史を観測的に調べることによって、コールド・ダークマターシナリオそのものやそれに基いた数値計算の結果を検証することができるだろう。

局部銀河群をはじめ、我々の近傍にある銀河群に属している矮小銀河の幾つかの特徴は、階層的銀河形成シナリオで解釈することができる。例えば、早期型矮小銀河は、大きな銀河の近傍に分布しているが、晩期型矮小銀河は離れたところに分布していることが知られている (形態密度関係)。これは、大きな銀河との相互作用によって、晩期型矮小銀河からガスや星が剥ぎ取られ、早期型矮小銀河へと進化したと解釈することができよう。

逆に、コールド・ダークマターシナリオに基づいた数値計算の結果では説明できない観測事実もある。例えば、このシナリオに沿った数値計算が予想する衛星矮小銀河の個数は観測されるものよりもずっと多い。また、数値計算の結果によると矮小銀河の中心で密度分布がカスプになることを予想するが、回転曲線の観測結果からは、中心は一定の密度分布になっている。銀河形成と進化を理解しようとするとき、銀河形成と進化には重力の影響だけでなく、ガスと星形成・進化の相互作用の熱的な物理過程が重要な役割を果たす。この過程は非常に複雑だが、矮小銀河は星形成史や化学進化史の過程を理解するために大切な実験室であるとも考えられている。矮小銀河の質量やサイズは小さいので、大きな銀河に比べるとより簡単な系だと考えられるためである。しかし、上の例は、我々が “単純” と考える系ですら理解できていないことを示している。

ハッブル宇宙望遠鏡をはじめとする、近年の観測装置の発達により局部銀河群銀河は、個々の星に分解して観測することができ、そこから得られる色 – 等級図を使って、星形成率の時間変化を調べることができるようになった。さらに、VLT の大型プロジェクトにより、南天から観測可能で銀河系の比較的近くにある矮小銀河については、銀河当り数百個単位での星の分光データが取得されつつある。そのなかで一部の星では高分散分光データから詳細な元素組成が明らかになり、残りの星に対しては、星の金属量が導かれる。北天からしか観測できない銀河についてもすばるや Keck により、分光データが収集されているところである [180, 183]。すなわち、局部銀河群矮小銀河については、色 – 等級図と元素組成・金属量を組み合わせて、星形成史と化学進化史を解明するという研究が進んでいるのだ [171]。数年以内に、8 – 10m 級の望遠鏡で観測可能な矮小銀河の星の分光データは取得し終えてしまうであろう。

近年の銀河天文学の発達によって、銀河形成・進化と宇宙の大規模構造の進化は密接に関係していることがわかってきた。銀河を個々の星に分離して、星形成史を解明することは、もっとも正確に星形成史を調べる手段である。しかし、残念ながら、このような研究が可能な天体は、現在のところ局部銀河群にある 40 個程度の矮小銀河に限られている。そのため、環境と矮小銀河の進化の因果関係を調べるうえでも制限がある。銀河密度がより高い領域や逆に低い領域にある矮小銀河を調べ、その星形成史と環境の関係を調べることができないからだ。 これだけの銀河にしかこの手法を適用できないことの弊害は他にもある。これまでの研究では、サンプル数が少ないことからむしろ個々の銀河の個性が強調されてしまい、“矮小銀河” として星形成史や銀河進化史の共通項目を炙り出すことには失敗している。

構造形成と銀河進化を統合的に理解しようとするとき、また、その中で矮小銀河が果たした役割を解明しようとするとき、さまざまな環境下にある矮小銀河の星形成史・化学進化史を明らかにすることが重要である。特に

1. 最初の星形成はいつか? 銀河ごとにばらつきがあるか?
2. 星形成史・化学進化史と銀河本体の特徴 (質量・表面輝度分布・角運動量など) との相関
3. 星形成史・化学進化史と銀河の環境 (銀河密度・大きな質量の銀河からの距離など)

などを明らかにすることが目標である。

個々の星に分解して観測するので、銀河にある最も古い星から最も新しい星をトレーサーとして、星形成率の時間発展を追跡することができることがこの研究テーマの強みである。今後重要になると考えられることは、個々の星に基いて多数の矮小銀河の星形成史を調べ、それらがもつ共通点を明かにすることによって、矮小銀河の進化を議論することである。おとめ座銀河団までの銀河を星に分解することができれば、ほぼすべての環境 (銀河団内・銀河群内・フィールド) の矮小銀河のサンプルを十分な個数、得ることができる。

最初の星形成の時期

導いた色 – 等級図が、水平分枝 (HB)、できれば、130 – 140 億年に対応する主系列転向点 (MSTO) に対応する深さまで達していると、最初の星形成がどのくらい昔だったか、もしくは、その銀河にある最も古い星の種族の年齢を見積ることができる。

図 3.36 は、最初の星形成があった時期が異った場合、色 – 等級図にどのような違いが見られるかを示したものである [171]。左と右のパネルで、それぞれ 130 億年前と 60 億年前に最初の星形成が起ったことを仮定して、色 – 等級図をシミュレーションした。最初の星形成時期の違いが、HB の形や MSTO の明るさの違いに現れているのがわかる。この深さまでの色 – 等級図を導くことができると、矮小銀河における最初の星形成時期がいつだったのか、それにばらつきがあるのか、あるとすれば銀河本体や環境とどのような相関があるのか、といったことを調べることができる [172]。

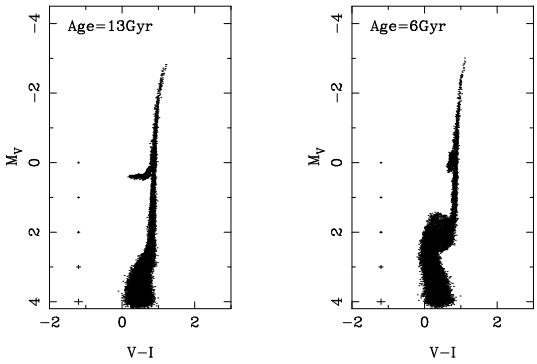


図 3.36: 銀河の最初の星形成時期を変えた場合の色 – 等級図。(左)：130 億年前に最初の星形成、(右)：60 億年前に最初の星形成。

星形成史・化学進化史と銀河本体との特徴

現在までに知られている、星形成史・化学進化史と銀河本体の特徴との相関は、(1) 銀河の絶対等級と金属量の相関、(2) 銀河で星形成が続いた時間と大きな銀河からの距離、(3) 銀河の質量と星形成率との相関、の 3 つが挙げられる。

図 3.39 は、局部銀河群にある矮小銀河において、星形成が続いた時間と銀河系もしくは M31 からの距離の相関を示したものである。図のなかで、a,b,c として、早期型矮小銀河、遷移矮小銀河 (早期型と晩期型の間にあるような星の種族構造を示す銀河)、晩期型矮小銀河を表している。上にも述べたように、色 – 等級図から星形成史を議論できる矮小銀河は局部銀河群内にあるものに限られる。そのため、調べることができる環境と銀河の星形成史の相関は、このような大きな銀河からの距離といった量に制限される。構造形成など大局的な宇宙の構造形成と銀河進化の関係をとらえるためには、例えば銀河密度と星形成率や星形成が続いた時間、最初の星形成の時期、などとを比較することが必要である。そのためには、様々な環境にある矮小銀河の星形成史を明かにしなければならない。

図 3.37 は、近傍にある矮小不規則銀河で知られている絶対等級と金属量の相関関係を示している。金属量はガスの輝線から見積られたものなので、銀河のなかで最も高い金属量だと考えられる。一方で、銀河団や銀河群の矮小不規則銀河の金属量とガスの量を計算すると、化学進化のいわゆる closed-box model では、残っているガスの量が観測よりも多くなってしまう。このため、矮小不規則銀河からガスが抜けたのではないかという説も発表されている。このことは、環境が矮小銀河の進化に環境が影響していたことを示すひとつの証拠かもしれない。しかし、矮小不規則銀河からもガスの流出があったかどうか、またどのようなタイムスケールでガスの流出があったかは、金属量分布関数がから見積ることができる。

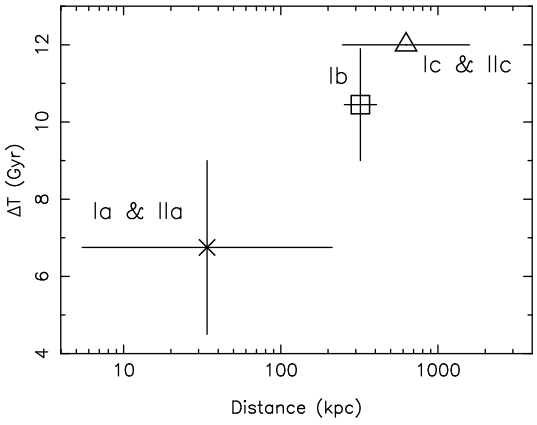


図 3.39: 局部銀河群矮小銀河で星形成が続いた時間 ΔT (10^9 年単位) と大きな銀河 (銀河系か M31) からの距離の相関

図 3.38 は、系が閉じている場合 (上の段) とガスの流出があった場合 (下の段) で、色 – 等級図と金属量分布関数にどのような違いが現れるかを示したものである。ガス流出のタイムスケールは金属量分布関数の幅と関係するので、この分布関数の形からガス流出のタイムスケールを見積ることが可能である。色 – 等級図からは、最初の星形成が起った時刻と星形成が続いた期間や星形成率の時間発展がわかる。したがって、これら二つの情報を組合せることにで、ガスの流出もふくめた星形成史を明かにすることができる。色 – 等級図だけからは、ガス流出

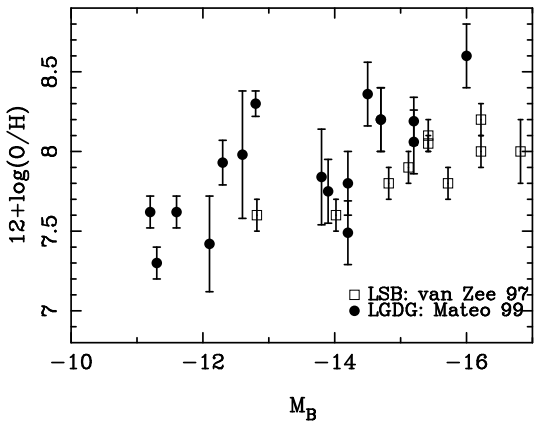


図 3.37: 局部銀河群矮小不規則銀河 (LGDG) と近傍の矮小不規則銀河 (LSB) の絶対等級と金属量の相関

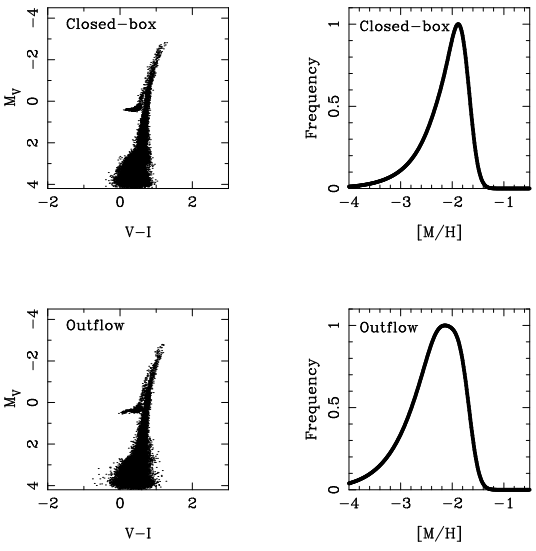


図 3.38: ガスの流出がない場合 (上パネル) とある場合 (下パネル) の色 – 等級図と金属量分布関数

のタイムスケールを見積ることは困難となる。この意味において、色 – 等級図と金属量分布関数は相補的な情報を与えてくれることになり、星形成史を理解するためには、どちらの情報も不可欠である。

必要な観測装置のスペック

撮像観測装置　局部銀河群の矮小銀河のうち星の個数密度が高い銀河の場合、HST での解析結果に基づいて $5\times10^3/\square'$ 個の星が存在する。このような天体がおとめ座銀河団にあったとき、星の個数密度は $1.6\times10^6/\square' = 450/\square''$ という個数密度になるので、2×10^{-3} ″ の分解能が必要である。

望遠鏡はスペース望遠鏡が望ましい。なぜならば、点源拡散関数 (PSF) が安定であり、測光精度も地上に比べて非常に高いからである。

分光観測装置　詳細な元素組成を調べるためには、$R = 30000 - 40000$ を達成できる高分散分光装置が必要である。また、矮小銀河の星の運動から力学構造を調べるためにも、この程度の分散が必要となる。一方、星の金属量そのものは、$R = 3000 - 5000$ の中分散分光装置による観測で決定することができる。いずれの分光装置でも、多天体分光装置であることが重要である。元素組成の傾向や金属量分布関数を導くためには、多数の星を観測することが不可欠であるし、力学構造を求めるためにも、多数のサンプルを集めなければならないからである。

補足　OWL や TMT などの次世代地上望遠鏡計画が進んでおり、これらの望遠鏡には上記のスペックを満たす分光観測装置が装備されると考えられる。国際協力でサイエンスを効率よく進めるために、日本の貢献を考えたときの戦略としてスペースからの撮像観測分野を中心に進めるのはどうだろうか?

3.6.4　明るい銀河の形成史と形態

円盤銀河

円盤銀河がどのようにして形成され現在見られるような構造に至ったかを知ることが、本分野の最大目標と位置づける。これまで主に銀河系研究で培われてきた円盤銀河形成の描像を時系列に沿ってまとめると以下のようになろう。

1. ハロー部の形成
   (a) 矮小銀河クラスの小銀河の階層的合体、ならびに星間ガスのエネルギー散逸に伴う収縮
   (b) 矮小銀河が既に持つ球状星団の集積、矮小銀河の合体過程に伴う球状星団の形成、力学平衡に達したハロー部における球状星団の形成
2. 厚い円盤部の形成
   (a) ハローから円盤にかけてのガス収縮に伴う形成?
   (b) 初期恒星円盤と矮小銀河との相互作用に伴う形成?
   (c) 矮小銀河の合体による形成?
3. バルジの形成
   (a) 単一重力収縮による形成?
   (b) 階層的合体に伴う形成?
4. 薄い円盤部の形成

(a) (4 ∼ 50 億年の) ゆっくりとしたガス降着を伴う形成

このうち、これまでの観測で充分データが集まっているのは、円盤銀河の明るい部分であるバルジと薄い円盤部であり、既にそれらの空間構造、動力学構造などは大変良く理解されている。ところが、ハローや厚い円盤部に関しては、表面輝度が大変暗いことからほとんどわからない状態である。これらは円盤銀河の中で最も年齢の古い成分であるので、円盤銀河が (銀河円盤が形成される以前の) 初期にどのような状態であったのか、すなわち円盤銀河がどのようにして形成されたかを知る上で最も重要となる。

これらの古成分に対して、現状では以下の観測情報が全く欠如している。

1. 様々なタイプの円盤銀河におけるハロー部の空間構造、動力学構造、金属量分布 (その大局構造はどのようになっているか? それは明るい部分 (バルジ、薄い円盤) の構造と相関があるか? ストリーム構造などの副構造は銀河タイプとどのような関係があるか?)
2. 様々なタイプの円盤銀河における球状星団系の性質 (ハロー星団、バルジ星団の割合は銀河タイプと関係があるか? 星団系のダイナミックスはどのようになっているか? 星団系の性質は、母銀河の性質やその伴銀河の性質と関係があるか?)
3. 様々なタイプの円盤銀河における厚い円盤部の空間構造、動力学構造、金属量分布 (その構造はどのようになっているのか? それは銀河の明るい部分の構造と相関があるか? それは球状星団系の性質と関係があるか?)

したがって、これらの情報を得る観測計画が望まれる。

銀河系に最も近い M31 においてのみ、最近の観測から上記の情報が集まりつつある。図 3.40 に WHT で得られた M31 ハローの全体像を示す [169]。円盤部を取り巻くようにして大きく空間的に広がり多少扁平状のハロー構造が見て取れるが、南東部にある巨大なストリーム構造やその他の領域 (たとえば球状星団 G1 付近) にある副構造が特徴的であり、これらは M31 ハローが形成された時の物理過程 (階層的合体?) を反映しているものと考えられている。また、Keck などによる中分散分光観測によって、これらのハロー星は銀河系のハロー星に比べてかなり金属量が豊富であることもわかってきたが、より詳細な化学元素組成を得ることは既存の望遠鏡の能力では不可能である。さらに、最近 HST の ACS によって、M31 ハローの狭い空間部分の深撮像観測が行われ、主系列にまで至る色 – 等級図を世界ではじめて得た。これから、M31 ハローには年齢の若い星も共存していることが明らかとなった。他の領域ではどうか、速度分布や金属量分布がハロー空間でどのような構造をしているかなどは、現在観測が進行中である。厚い円盤については、円盤が充分エッジオンの傾きになっていないために、存在するかどうかも不明である。

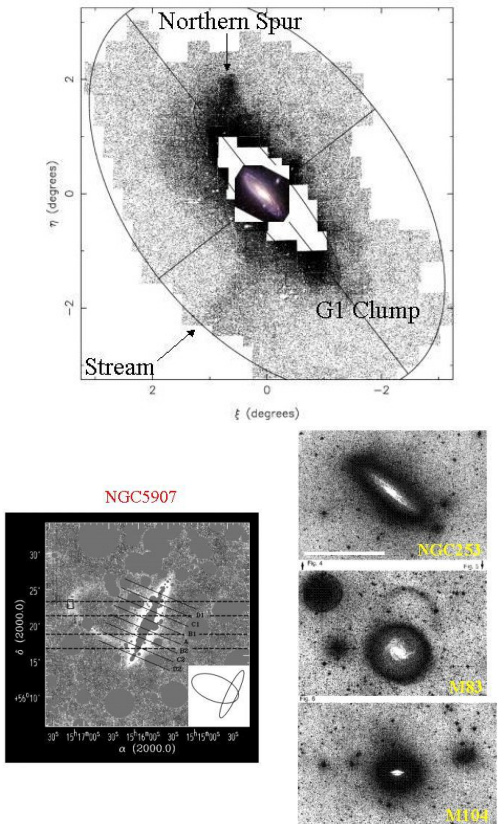


図 3.40: M31(上)[169] と様々な銀河 (下)[174] におけるハロー構造

M31 を除けば、このような銀河古成分の観測は全く発展がないと言ってよい。図 3.40 に他の近傍銀河を暗い表面輝度までイメージングした結果も示す [174]。銀河毎に様々な空間構造をしていることが伺えるが、これ以上のことは全くわかっていない。その大きな理由は、銀河古成分は表面輝度が大変暗くて既存の望遠鏡では観測が困難であるからである。同様のことは、球状星団系の観測にも当てはまる。

したがって、円盤銀河の形成と進化に関して大きな進展を得るためには、このような古成分の系統的な観測から始める必要がある。そのためには、高空間分解能で高集光力の望遠鏡による、測光観測と分光観測を遂行しなければならない。必要とされるスペックは、銀河系ハローが系外にあった場合を想定して考えると、個々の恒星を色 − 等級図上で転向点近くまで分離し、かつその多くに対して高分散分光を行なうためには、口径 30m の大望遠鏡または 4m クラスの宇宙望遠鏡 + 多天体ファイバー分光器が良い。

このように、系外円盤銀河の古成分を様々なタイプの円盤銀河に対して調べることによって、円盤銀河の形成と進化、さらにはハッブル系列の起源に関してもしかしたら最終解答が得られるかもしれない。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	> 20m	撮像＋分光	$0.4 - 2\mu$m	$R > 10,000$	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0''.02$
スペース	> 3m	撮像＋分光	$1 - 5\mu$m	$R > 10,000$	$30'' \times 30''$	FWHM $< 0''.1$

楕円銀河の起源の解明

背景　楕円銀河がどのようにして誕生したか。古典的な描像に従えば、巨大な原始雲が分裂し、ジーンズ半径に相当する大きさを持ち、それらが相互に衝突して星を生成するか、或いは、自己重力で潰れて多数の星を生成する。その結果として、大規模な超新星爆発が引き続いて発生し、銀河に残存する星間ガスを銀河風として銀河外空間に放出し、銀河は主に星だけからなる楕円銀河となる。ただし、高温に加熱されたガスの一部はダークマターによって規定される重力ポテンシャルに捕捉され、銀河を取り囲むように漂う。この一連の過程は宇宙の進化の初期に起こったものと考えられる。一方、天体は階層構造的に生成されるとする描像に従えば、最初に誕生する天体は銀河系に見られる球状星団に相当する規模のものであり、それらが互いに重力によって引き合い、衝突・合体してより大きな規模の銀河へと成長する。楕円銀河はそのようにして成長した銀河のうち、比較的ガスを多量の含むものが合体して誕生する。この合体の際にも大規模に星が生成され、多量の超新星爆発を誘起し、銀河風を発生させる。残った銀河は星と高温ガスとからなる、今日、我々が見るような楕円銀河となる。この一連の過程は、銀河環境に依ってその進み具合が異なる。銀河団のように銀河数密度の高いところでは、宇宙進化の初期に楕円銀河が誕生するが、逆にフィールドのように銀河数密度が低いところでは、ごく最近まで続いていたと考えられている。

観測データは錯綜し、矛盾しており、どちらの仮説をも支持するようにも見え、また、両者とも否定しているようにも思われる。楕円銀河が様々な力学的揺籃を受けたのは間違いがない。楕円銀河の中には、中心部に高速で自転するコアや、逆回転するコア、或いは、急激な色勾配を持つコアを内包するものが少なからずあり、これらは明らかに、他の銀河と合体したか、或いは、矮小銀河が中心部まで落ち込んで来たことの証拠である。また、楕円銀河の中にはダストが帯状や円盤状に分布したものがあり、これを銀河内の星に起源を持つ構造として説明することは困難である。更に、星が周辺にシェル状に分布する楕円銀河もあり、これも周辺の矮小銀河が落ち込んだときに形成されることが理論的に明らかにされている。明るい楕円銀河の多くは等輝度面が楕円ではなく、俵型のゆがみを示すが、これも矮小銀河が落ち込んで重力ポテンシャルの中で再分布するとそのようになることが理論的に明らかになっている。これらの力学的揺籃の力学的な寿命はせいぜい十億年と言われており、これから判断すると、少なくとも最近の十億年間に渡って楕円銀河は決して「静かに進化」しているのではなく、周辺からの影響を強く受けていることが分かる。**これを敷衍して考えれば、楕円銀河の形成もこのような周辺の環境からの強い影響下のもとで起きたと考えることは出来よう。**

楕円銀河では最近まで星形成が起きていたことを示唆する観測的事実もある。E+A (或いは K+A) 銀河と呼ばれる銀河がある。これは見かけは楕円銀河なのであるが、そのスペクトルに水素バルマー系列の吸収線が強く現れているものである。バルマー吸収線は A 型星の特徴であり、それが強く現れるということはこの銀河では A 型星の光が卓越しているということである。もし、楕円銀河が古い星だけの系であるならば、A 型星のように寿命が短い星が存在するはずはなく、これは A 型星の寿命に相当する時間だけ遡った過去にこれらの楕円銀河で大規模な星形成 (おそらくは、銀河の合体に伴う) が起こったことを示唆するものと考えることができよう。また、明るい楕円銀河ほど、いわゆる UV アップターンと呼ばれる特徴がスペクトルに現れる。これは、

2500Å よりも短波長で楕円銀河のフラックスが増加する現象であり、表面温度の高い星が多量に存在することを意味する。高温の星としてもっとも考えやすいのは、若い星である。つまり、ガスの多い銀河が衝突して大規模な星生成を引き起こした、その余韻が現在でも若い星を引き続いて形成していれば、これを無理なく説明することができる。しかしながら、注意しなければいけないのは短絡的に結論を引き出すと誤る恐れがあるということである。これらの観測事実は楕円銀河が衝突・合体によって形成されたことを支持するものであると当初は捕らえられていたが、最近では必ずしもそうではないと考えられている。E+A 銀河には A 型星の渦状構造が認められるものがあり、これらの銀河は楕円銀河というよりは、渦状銀河が S0 銀河になる途上ではないかと考えられる。また、UV アップターンも、若い星というよりは、水平分枝から漸近分枝を経ずに白色矮星になる星か、或いは、惑星状星雲を放出して、白色矮星に進化する途上のポスト漸近分枝星ではないかとする考えが有力である。これらの星はいずれも年齢が古いのがその特徴である。**つまり、楕円銀河に若い星が誕生しているという証拠はない。**

逆に、楕円銀河の星が古いという証拠は多い。楕円銀河のもっとも顕著な特徴は明るい銀河ほど赤いという色 – 等級関係であるが、これは楕円銀河が古く、質量の大きなものほど星の平均の金属量が高いためであると通常考えられている。色 – 等級関係は普遍的であるらしく、これまでに調べられた近傍の銀河団やフィールドにある楕円銀河の色 – 等級関係はどれも非常によく似ており、大きく外れたものはまだ知られていない。色 – 等級関係は緊密であり、それを再現するには星が古いということが必須である。また、遠方の銀河団でも色 – 等級関係が成立していることが確認されており、その「進化」から、楕円銀河の星の年齢を見積もることが可能である。それによれば、銀河団の楕円銀河を構成する星の形成時期は $z > 2.5 - 4.5$ の宇宙であったと推定される。これは、最小年齢である。実際にはこれよりも古い可能性は十分にある。**つまり、「銀河団の楕円銀河は古い」と言えよう。**それでは楕円銀河は普遍的に古いかというと、それはまだ明らかでない。遠方のフィールドにある楕円銀河の色 – 等級関係を求めるのは至難の業であるからである。

銀河団の楕円銀河の星の年齢が古いということは吸収線の解析からも明らかにされている。水素のバルマー線は星の年齢の良い指標であり、Hγ 吸収線のプロフィールを測定すると、年齢と金属量との縮退を解くことができ、楕円銀河の年齢と金属量とを求めることが出来るようになってきている。それによると、明るい楕円銀河は一様に古いことが明らかになった。ただし、古いという表現には注意を要する。そこには、若干の年齢の幅がある含みを残すからである。一方、面白いことに、小さな楕円銀河には年齢が若い兆候を示すものがある。**楕円銀河の星の平均年齢がある銀河質量を境にして若くなっている、或いは年齢に大きな幅があるという可能性は否定できない。**

楕円銀河がいつ誕生したかは星の年齢だけから結論してはいけない。もし階層的に銀河が形成されるならば、銀河の質量がいつ成長したかということが、星の年齢と同程度に重要となるからである。楕円銀河の質量がどのようなタイムスケールで成長したかは、近傍の楕円銀河からは知ることはできない。実際、HDF-N のフィールドでは遠方宇宙 ($z > 1$) に楕円銀河があまりないということが話題になった。これは「静的に進化する」楕円銀河があまりないということである。楕円銀河は遠方に行くほどその形成期に近づくであろうから、ある赤方偏移よりも遠方では「形成期の楕円銀河」の割合が増え、近傍の楕円銀河をそのまま遠方に持っていった様な「静的に進化する」楕円銀河はその数が減るであろう。ただし、もし、全ての楕円銀河が宇宙進化の初期で既に誕生していたなら、「静的に進化する」楕円銀河の数は有意には減らないであろう。ここに、楕円銀河がいつどのようにして誕生したかを解く鍵がある。しかしながら、一見直接的なこのアプローチには二つの問題がある。ひとつは、楕円銀河のように質量の大きな銀河は宇宙空間で一様に誕生するわけではなく、環境に依存して偏在して存在するかもしれない。そのような場合には、HDF のように狭い領域だけを観測して結論を導いては誤ることになろう。このような銀河形成の空間偏在性を考慮して、遠方宇宙における楕円銀河の存在の有無を議論するには、深く、十分に広い領域の探索が必要である。もうひとつの問題は、遠方宇宙でどれを楕円銀河と判断するかである。もし楕円銀河の質量が比較的ゆっくりと成長するものであるならば、楕円銀河の先祖は遠方に行くほど、より小さく、また、一部は星形成をやっているはずである。となると、不規則銀河と区別することが難しくなる。また、宇宙進化の初期とはいえ、銀河の形成にとっては $z > 2.5$ の宇宙はすべて初期のようなものであり、この時期における楕円銀河の様子を推測することは甚だ困難である。或いは、サブ

ミリ銀河と呼ばれる星形成途上の銀河が楕円銀河の祖先であるのかもしれないし、また、ライマンブレーク銀河がそれであるのかもしれない。最近では、$z > 2$ で既に赤い銀河も多量に発見されており、これらが「静的に進化する」楕円銀河である可能性は大きい。**これから考えるに、楕円銀河の成長の過程を捉えることは意外と難しいことが分かる。**

楕円銀河の起源を考えるときに忘れてはいけない観測事実がもう二つある。それは楕円銀河の色勾配と球状星団系である。楕円銀河の色勾配は星の金属量を反映し、もし、楕円銀河がエネルギーの散逸を伴う星形成過程を経て形成された場合には、中心部に行くほどより化学進化の影響を受けた星が集中しているはずである。一方、銀河が衝突・合体を経て成長してゆく場合には初期に存在した色勾配は合体のたびに不明瞭になる。これは様々な金属量を持つ星が銀河の中に再分布されるからである。もし全ての楕円銀河が原始雲の重力収縮で誕生したならば、どの銀河も強い色勾配を有するであろう。けれども、観測では楕円銀河の色勾配は多様である。しかも、その勾配の傾きと銀河のグローバルな物理量との間に顕著な相関が見られない。これは、楕円銀河の中には衝突の影響を色濃く残すものがあり、しかも、それは銀河の質量などとは無関係であることを示唆している。化学進化を取り入れた詳細な数値計算に従えば、色勾配は銀河の衝突の履歴を如実に示すものであり、合体を繰り返すほど色勾配は浅くなる。**実際の楕円銀河の色勾配に多様性があるということは、楕円銀河の中には衝突合体を繰り返して成長したものもあれば、それとほぼ同数のものは宇宙進化の初期に原始ガス雲からそのまま誕生したものもあるということを意味する。**

楕円銀河の球状星団系には謎が多い。楕円銀河は渦状銀河に比べて遥かに多数の球状星団に囲まれていることが知られている。なぜ、楕円銀河にだけこのように多数の球状星団が付随するのかはよく分かっていない。もし、銀河が衝突・合体を繰り返して成長するのであれば、球状星団もその都度新たに形成される必要がある。さもなければ、楕円銀河だけが単位光度当たりの球状星団数が多いという事実を説明することができないからである。多くの楕円銀河の球状星団の色分布は二極的である。つまり、青い星団と赤い星団とがある。青い球状星団は金属量が低いもので、どの楕円銀河でも同じような色を示す。一方、赤い球状星団は金属量が高いのがその色の原因だと考えられるが、明るい楕円銀河 (つまり金属量の高い) ほど赤い球状星団の金属量も高いという傾向がある。また、青い球状星団は広く分布し、赤い星団は比較的銀河本体に近く分布しているという指摘もある。**これから考えると、金属量の低い星団は銀河が誕生する前に普遍的に存在し、赤い星団は銀河本体の星が誕生した時期に、その化学進化の影響を同時に受けて誕生したものと推定される。**しかしながら、この解釈が適用できるには球状星団の色に対する年齢の効果が無視できることが必要である。つまり、楕円銀河の球状星団は一様に古いとせざるを得ない。であるならば、銀河本体の星も古いということになる。つまり、楕円銀河は衝突合体で形成されたとしても、それは宇宙進化の初期であらねばならない。本当のところは分からない。

楕円銀河の誕生の描像は混沌としている。それは観測事実が互いに矛盾しているように思えるからである。けれども、これは、重力収縮説と階層形成説とを二者択一のものと考え、それに捉われすぎているからではあるまいか。星の系が力学的に緩和すれば楕円銀河のようになることを我々は知っている。ならば、楕円銀河は星の系の最終的な存在形であり、そこに至る過程は様々であってもよい。楕円銀河の年齢には幅があってもよい。ただ、色 – 等級関係はその幅を反映することができないのではなかろうか。宇宙進化の初期に形成された楕円銀河もあれば、比較的最近に形成された楕円銀河もあると考える方がこれまでの観測事実を説明することがより容易である。当然、その形成の過程も一意的ではないことになる。我々はそのうちの二通りを知っているに過ぎない。大きな楕円銀河ほどその多様性が薄まり (つまり、ある種の規則性があり)、小さな楕円銀河ではそれがいつどのように形成されたかが混沌として、強調されているように思われる。

この研究の狙い　楕円銀河の起源をこれまでの観測の延長で明らかにするのは至難の業である。サイエンスにおけるブレークスルーはファクター 3 の発展が質的にも量的にもあればよいと言われている。この研究はこれを目指す。

現代天文学でもっとも成功をおさめたのは恒星の内部構造進化理論である。色 – 等級図の詳細な比較から球状星団の年齢や矮小銀河の星生成史が明らかになったのは我々の記憶に新しい。この研究では近傍の楕円銀河を補償光学を用いて撮像し、楕円銀河の色 – 等級図を作成し、その星の生成史を直接明らかにする。ここでい

う近傍とはおとめ座銀河団の距離の範囲内とする。

これまでに、HST によって一部の楕円銀河の色 – 等級図が得られている。例えば、NGC5218 (ケンタウルス A) やアンドロメダ銀河の伴銀河 (M32 など) である。また、CFHT と Gemini に AO を掛けて銀河系の背後にある楕円銀河 MAFFEI 1 の色 – 等級図が作成されている。このうち、通常の楕円銀河と呼ばれるものは NGC5128 と MAFFEI1 だけであり、その他はいわゆる矮小楕円銀河である。これらは楕円銀河のサンプルとしては非常に限られたものであり、これから楕円銀河の起源を議論することは到底不可能である。けれども、新しい超大型望遠鏡と AO を用いれば、おとめ座銀河団の距離にある楕円銀河についてその色 – 等級図を作成することが可能となり、楕円銀河のサンプルとして十分なものを得ることができる。また、渦状銀河のバルジや楕円銀河に付随する球状星団の色 – 等級図も得ることができよう。

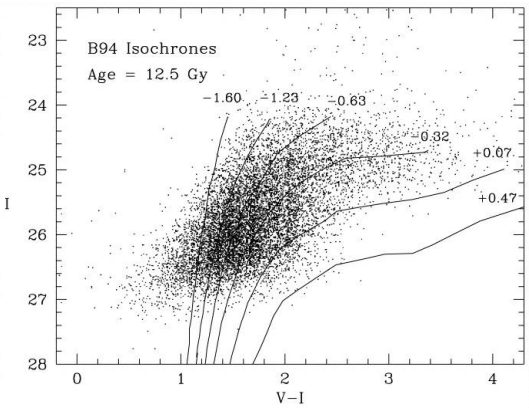


図 3.41: NGC5128 の色 – 等級図 [HST 撮像: Harris et al. (1999)] もし楕円銀河の星が全て古いと仮定してよければ、この巨星分枝の色の分散から星の金属量分布を求めることができる。図中の実線は年齢 120、50 億年の等時曲線。数字は [Fe/H]。

楕円銀河は年齢と金属量に幅を持った星で構成されていると考えられるが、主系列の転向点付近の色 – 等級図の特徴から、楕円銀河でもっとも古い星の年齢や、金属量の幅が出せるはずである。また、複数の世代 (つまり、年齢の異なる) があれば、それは異なる明るさの転向点として現れるであろう。赤色巨星分枝の幅 (色の分散) からも、金属量の幅が得られる。さらに、水平分枝の形態からも、年齢と金属量の有力な情報が得られる。実際、近傍の矮小銀河の星形成史の解明に決定的な役割を果たしたのは水平分枝の形態の観測であった。比較的最近に誕生した星があれば、それは漸近分枝の光度関数の明るい部分に現れるはずである。

色 – 等級図からは直接的に星の生成史が導き出せる。とりわけ、色 – 等級図上の位置から星の世代を特定化することが可能である (例えば、青い水平分枝星は年齢が 100 億年以上で、しかも、金属量が低い) から、撮像データを用いるだけで、その空間分布を知ることでき、また、狭帯域のフィルターを用いて撮像することにより、金属量や空間赤化の分布も詳細に調べることができる。さて、追求すべきサイエンスとしては以下の項目を上げることができよう。

- 星生成史の銀河質量依存。この目的のためには同じ距離にある銀河を対象とすることが望ましい。そのために、銀河団を主に対象にするが、今後二十年間で近傍の銀河の距離は全て測られているであろうから、フィールドも対象となるであろう。これによって、銀河の質量の違いが星生成史に反映されているかどうかが明らかになるであろう。

- 星生成史の銀河環境依存。このために銀河団にある楕円銀河とフィールドにある楕円銀河の星生成史を求め、それを比較する。これによって、銀河の数密度が星生成史にどのような影響を及ぼしたかが明らかになろう。

- 楕円銀河の力学的揺籃と星生成史との関係。楕円銀河の中には全く衝突や合体の痕跡を留めず、色 – 等級関係上に綺麗に並ぶものもあれば、様々な揺籃の後を留め、色も若干青いものがある。これらの星生成史を求め、その力学的揺籃との関係を考察する。

- 楕円銀河の色勾配と星生成史。色勾配の多様性が合体に伴う星生成史の多様性を反映しているものであるならば、それを直接捕らえることができよう。

- 渦状銀河のバルジの星生成史。バルジの形成は楕円銀河以上に不明な点が多い。色 – 等級図を楕円銀河と比較することによって、バルジがどのようにして形成されたかを推測することが可能となろう。

- 楕円銀河の球状星団の年齢と金属量。楕円銀河本体やバルジに比べて、球状星団は単一の年齢と金属量の星からなると予想されるので、その年齢を求めることは容易である。金属量は既に分光で求められているであろう。星団の運動、年齢、金属量の空間分布、更にそれらの銀河本体の特徴との関係から、星団の起源と楕円銀河の形成についての新たな知見を得ることができよう。

- 赤色巨星の化学組成。楕円銀河での元素合成の歴史を明らかにすることができ、X 線観測との詳細な比較がなされよう。

- 楕円銀河の星形成がどの様な初期質量関数 (IMF) で成されるかは最大の疑問であるが、これも色 – 等級図から実証的な考察を進めることができよう。更に IMF の空間的マッピングも挑戦すべき重要な課題である。

3.6.5　局所宇宙銀河の特異速度構造

恒星内部構造進化理論によれば、赤色巨星分枝の最も明るい部分 (Tip of Red Giant Branch; TRGB) の 全輻射等級は、20 億年から 150 億年の年齢範囲、$-2.1 < [\mathrm{Fe/H}] < -0.7$ の範囲では、年齢・金属量によらず 0.1 等級の誤差でほぼ一定である。また経験的にも I バンドでの赤色巨星分枝先端の等級は 0.1 等級程度の誤差で一定であることが分かってきている。従って、銀河が個々の恒星に分解できるようになれば、TRGB の見かけ等級からその銀河までの距離を推定することが可能となる。特に TRGB は $I \simeq -4$ 程度と明るく、セファイドやこと座 RR 型星などの変光星が周期を測定するために複数回の観測が必要なことを考えると、非常に容易に銀河の詳細な距離測定が可能となる。また、タリー・フィッシャー関係などを使った距離決定法と異なり銀河の形態を選らばないのも特長の一つである。

現在までに HST を使って約 5Mpc までの銀河の距離が測定されてきており、後退速度と組み合わせて、局所宇宙の詳細な特異速度場の研究が行われている [175, 173]。その結果、5Mpc の局所宇宙領域におとめ座銀河団への重力落下では説明できない 2 つの重力落下領域があることが明らかになった。

一方 HST を用いても空間分解能、集光力の限界から TRGB では 5Mpc 以遠に距離測定を伸ばせないのが現状である。従って今後は高空間分解能と集光力を合わせもつ望遠鏡が必要となってくる。おとめ座銀河団への重力落下、その先の大規模構造の力学の研究などが今後次世代望遠鏡での研究課題となってくるだろう。

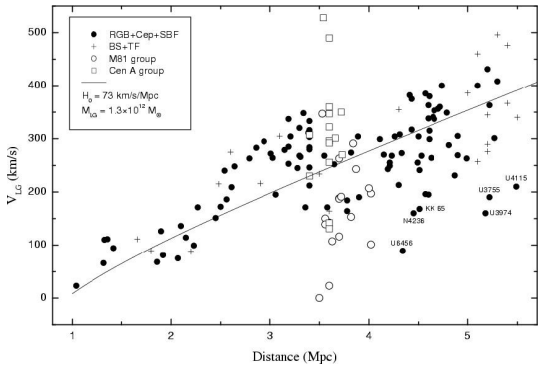


図 3.42: 5Mpc までの銀河の距離と後退速度の関係 [173]

3.6.6　次世代望遠鏡に望む性能 — 楕円銀河の星生成史の解明を目指して

近年の ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) の観測により局所銀河群銀河の研究が飛躍的に進んだのは記憶に新しい。これは宇宙空間に望遠鏡を打ち上げ大気と重力という大きな外籃から逃れることにより、地上望遠鏡では達成できない安定した点源拡散関数 (PSF) での高空間分解能観測が実現できたことによる。つまり空間分解能 1″ の世界から 0.″1 の世界へという観測技術の革新があったからこそ、局所銀河群銀河の恒星へと研究の触手を広げることができたのである。本研究分野において次の大きな一歩を踏み出すためには高空間分解能の追求が必須であることは言うまでもない。

一方、HST と対をなす地上大型望遠鏡においては、補償光学装置を採用することにより大気の揺らぎを補正し、特に近赤外線域で高空間分解観測を実現することが可能になってきている。空間分解性能においては HST

を凌ぐ性能を有する観測も可能となっているが、近赤外線域では空からの放射が強いため限界等級がなかなか深くならない、補償光学参照星として十分な明るさの星を確保するために観測可能天域に制限がある、などの問題点もある。しかし最近の補償光学技術の進歩は著しく、すばるの次世代補償光学装置では、レーザーガイド星の採用による観測可能天域の増大、多素子化可変鏡によって 1 μm までの回折限界 PSF 観測を可能にするなど、様々な方面での技術革新が行われている。補償光学は今後地上大型望遠鏡を実現する上では鍵となる重要な技術であり、次世代望遠鏡の性能を引き出すためには必須となる機能である。

本節では次世代望遠鏡によってどれくらい「銀河を個々の恒星に分離して探る究極の銀河天文学」が実現可能かを試算していく。特に、楕円銀河の星生成史の解明を今後の局所宇宙銀河研究の大目標と位置づけ、我々から一番近くに存在する楕円銀河ケンタウルス A (NGC 5128: 4 Mpc) と楕円銀河の宝庫であるおとめ座銀河団 (17 Mpc) の距離にある楕円銀河に焦点をあて、本分野の研究がどこまで実現可能であるかを吟味する。実際のところは、局所宇宙空間は円盤銀河・矮小銀河が圧倒的多数を占めていること、楕円銀河は最も星が密集している系であることから、楕円銀河の観測可能性がクリアされれば自ずと他の形態の銀河の研究は可能となってくる。

方法　近距離銀河を個々の恒星に分離する際には集光力が決める観測限界とともに星の密集度が決める観測限界を考慮しなければならない。ここでは、[176] の方法に基づいて、星の密集度が決める観測限界を評価する。

基本的な考え方は以下の通りである。ある星の集合についてある明るさの星の測光を行う際には、その星より暗いものは分解されずにバックグラウンドとなるので、測光精度はこれらの星の光度の揺らぎが決めることになる。従って、分解されない密集した星によって決まる測光精度と表面輝度と分解能の関係が、以下のような論理で比較的簡単に求めることができる。

1. ある金属量・初期質量関数を持つ単一星種族をある年齢まで進化させたときの光度関数 $\Phi(l)$ を求める。
2. この単一星種族の星についてある絶対光度 L の星の測光を行おうとしたとき、L より暗い星は分解されない。$l \sim l + dl$ の星の数の揺らぎは $\sqrt{\Phi(l)dl}$ であることから、これらの分解されない星の光度の揺らぎは $l\sqrt{\Phi(l)dl}$。これの二乗を 0 から L まで積分して平方根を取ったものをノイズ成分となる。
3. 一方、光度関数は表面輝度に比例するので、上のノイズ成分は表面輝度に比例する。また、絶対光度 L の星の測光する際には開口面積内のノイズ成分をみることになるので空間分解能の 2 乗に比例する。
4. 従って、絶対光度 L の星の測光する際に測光精度 σ_m を達成可能な表面輝度 (星の密集度) が空間分解能の関数として求まる。

一方、[176] は観測画像を用いたシミュレーションにより、星の検出効率と検出された星の測光精度 σ_m の関係を求めた。その結果、検出効率がほぼ 100%であることを保証するためには $\sigma_m = 0.1$ の測光精度が必要であり、測光精度が悪くなると検出効率が極端に悪くなることがわかった。従って、密集領域からある星を確実に検出するための必要測光精度は $\sigma_m = 0.1$ であるとして以下の計算を進めていく。以後の計算では金属量 $Z = 0.019$ を持つ年齢 100 億年の単一星種族を仮定して、次世代望遠鏡が達成することが可能な観測限界を計算していく。

星の密集度が決める観測限界　空間分解能に対し、絶対等級 M の星が分解可能な表面輝度を V バンドについて計算したのが図 3.43 の左である。黒実線はおとめ座銀河団、緑波線は ケンタウルス A について、絶対等級 $M_V = -3, -1, 1, 3, 5$ 等の星が分解観測可能な表面輝度を表している。参考のために、8m、30m、100m 望遠鏡の回折限界 PSF の半値幅を描き込んでいる。例えば、回折限界 PSF で観測可能な 30m 望遠鏡で観測した場合、おとめ座銀河団にある $M_V = -3$ の星は表面輝度 17 mag/□″ まで、$M_V = 1$ の星は表面輝度 23.5 mag/□″ まで分解可能ということを表している。

楕円銀河中心部では表面輝度が非常に高く、例えば ∼15 mag/□″ という値を持つが、この図から分かることは 100m 望遠鏡の回折限界を持ってしても、星生成史の解明に必要な水平分枝星 ($M_V = 1$) の分解は難しい

ということであり、楕円銀河の星生成史を探れるのは周辺部の表面輝度が下がったところのみが可能であることである。

しかし一方、中心部以外の表面輝度の低い場所では 30m 望遠鏡の回折限界があればおとめ座銀河団の水平分枝星 ($M_V = 1$) の分離が可能であり、ケンタウルス A については**主系列星の転向点まで分離が可能である。**中心表面輝度の低い矮小銀河についてはおとめ座銀河団までのすべての銀河の星形成史の銀河内空間分布を得ることも夢ではない。

次世代望遠鏡の候補として大型宇宙望遠鏡を挙げることができる。しかし宇宙空間へ打ち上げるという制限から主鏡口径が最大でも 8m 程度であることを考えると、ケンタウルス A の星生成史解明には威力を発揮するものの、おとめ座銀河団の銀河の星生成史を探るという用途にはいささか役不足である (銀河の非常に周辺部、表面輝度で 26 mag/□″ の場所でしか役に立たない)。一方、8m でも回折限界が達成できればおとめ座銀河団以遠までの銀河の TRGB による距離測定を行うことが可能となる。例えば、おとめ座銀河団よりも距離指標で約 4 等遠いかみのけ座銀河団についても、表面輝度 24 mag/□″ までは分解可能となるので、100Mpc レベル以内の銀河の三次元構造と視線速度が得られるようになり大規模構造の速度場の研究も大きく進むことになる。

同様の図を K バンドについても作成したのが図 3.43 の右である。左図と比べるといささか分が悪く見える理由としては、回折限界 PSF の大きさが V バンドに比べて大きいことが挙げられる。

集光力と空間分解能が決める観測限界　回折限界 PSF を持つ 100m、30m 望遠鏡、回折限界 PSF の 10 倍の PSF を持つ 30m 望遠鏡、そして 0.″5 シーイングの 8m 望遠鏡について、積分時間に対して限界等級を表したのが図 3.44 である。参考のためにおとめ座銀河団、ケンタウルス A での TRBG、水平分枝星 (HB)、主系列星の転向点 (TO) の実視等級を描いてある。図中に描かれている「SB = 22」などの印は、おとめ座銀河団の銀河について星の密集度によって決まる観測可能な等級の範囲である。例えば左図において、回折限界 PSF を持つ 30m 望遠鏡では、表面輝度 22 mag/□″ の場所なら、$V = 30.8$ mag まで、表面輝度 24 mag/□″ の場所なら、$V = 33.3$ mag まで、表面輝度 26 mag/□″ の場所なら、$V = 34.6$ mag まで観測可能なことを表している。逆に言うと表面輝度 22 mag/□″ の場所を 200 秒以上積分をしても星の密集の効果が効いてくるために、それ以上深く観測することは不可能である。

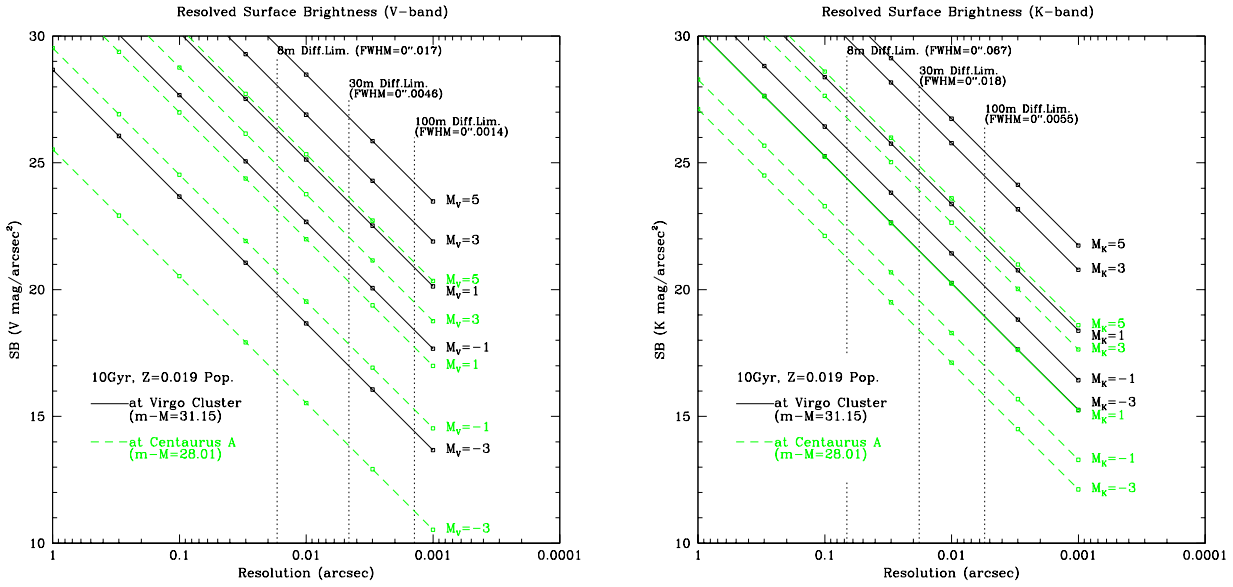


図 3.43: V バンド (左) と K バンド (右) での空間分解能と絶対等級 M の星が分解可能な表面輝度の関係。実線はおとめ座銀河団、緑波線は ケンタウルス A について、絶対等級毎 ($M_V = -3, -1, 1, 3, 5$) に分解観測可能な表面輝度を表した。銀河を構成する星種族としては金属量 0.019 の年齢 100 億年の単一星種族を仮定した。

この図からは、おとめ座銀河団の転向点、水平分枝星、ケンタウルス A の転向点、などの目標となる見かけ等級にはどのレベルの望遠鏡でも比較的短時間で到達可能であるということが分かる。逆に言うと、回折限界 PSF の 10 倍の PSF を持つ 30m 望遠鏡ではどんなに頑張っても、おとめ座銀河団の水平分枝星、ケンタウルス A の転向点までは到達できないし、回折限界 PSF をもつ 30m 望遠鏡でもおとめ座銀河団の転向点が見えるのは表面輝度が 26mag/□″ よりも遥かに暗い部分でしかない。つまり、星の密集の効果の方が早く効いてくるため、適切な積分時間で目標の限界等級には到達できそうであると言うことが分かる。

同様な図を K バンドについて作ったものが右図である。K バンドでは空の明るさが明るいことに加え測光開口が大きくなるため、V バンドに比べて積分時間が長大になってしまう (100m 望遠鏡の回折限界を持ってしてもおとめ座銀河団銀河の水平分枝星のレベルに到達するのに 100 時間もかかってしまう!)。

必要とする望遠鏡、装置　以上より、局所宇宙班のメインテーマ「恒星を個々の星に分解して探る究極の銀河天文学」をおとめ座銀河団の距離まで広げていくためには、**可視光域で回折限界を実現する補償光学を擁した地上大口径望遠鏡**が必要である。従って、鍵となる技術は**回折限界 PSF を損なわない大口径望遠鏡の開発**と**補償光学の短波長域への拡張**となるであろう。また同時に、PSF 測光を行うためには PSF が視野内で時間的に安定していることが必要となってくるため、補償光学の安定性についても課題となるであろう。

口径については、空間分解能が必要という意味で大きければ大きいほどよいのであるが、おとめ座銀河団の水平分枝星を適切な時間で適切な表面輝度まで分解するためには最低 30m は欲しいところである。なお、本研究分野においては集光力よりは空間分解能が重要であることから、例えば鏡面積的には 30m であるが空間分解能的には 30m 以上の性能を有する望遠鏡形態 (例えば外周 40m 口径に中央穴 25m とか? これが本当に空間分解能を良くするかは要検討だが) を考えても良いかもしれない。各方面より良いアイデアを出して頂けたら幸いである。

30m 望遠鏡で V バンドで回折限界が達成できるとすると検出器 (CCD) の 1 画素は 0.″001 ∼ 0.″002 となる。従って、例え Suprime-Cam サイズの大画素 CCD カメラを持ってしても視野は 10″∼ 20″ になってしまう。おとめ座銀河団最大の楕円銀河 M87 の大きさが ∼10′ 相当、矮小楕円銀河にしても $< 1'$ なので、1 銀河につき 10 以上のポインティングが必要となってしまう。ただし、比較的短時間 (∼ 1 時間) で水平分枝レベルまでは到

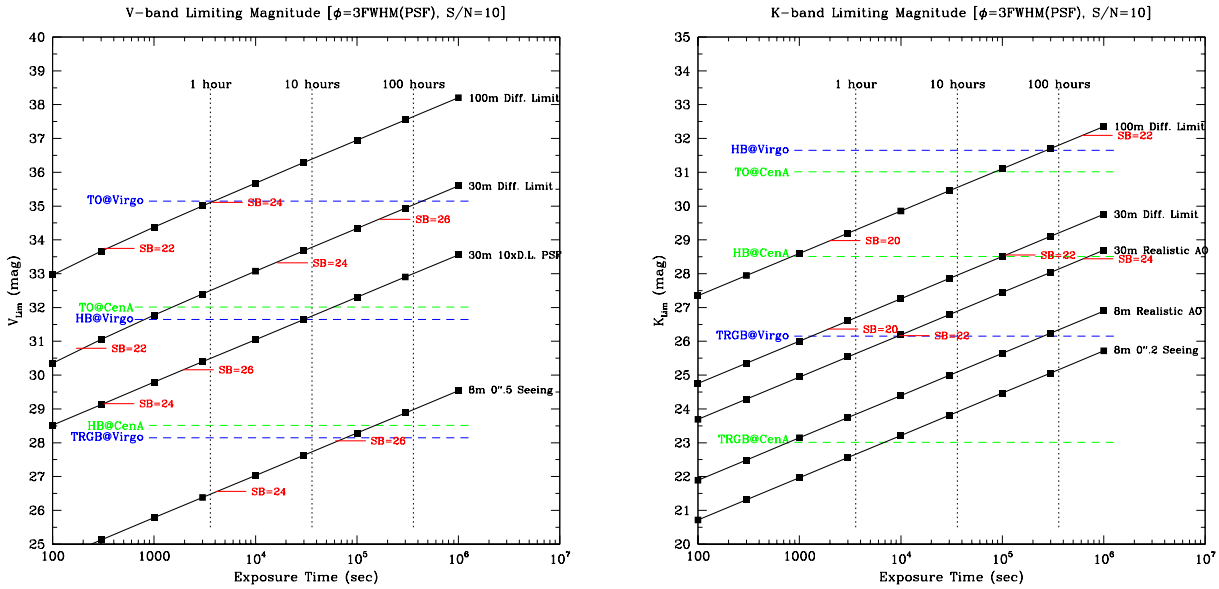


図 3.44: V バンド (左) と K バンド (右) での積分時間と限界等級の関係。おとめ座銀河団、ケンタウルス A での TRBG、水平分枝星 (HB)、主系列星の転向点 (TO) の実視等級を付記した。図中に描かれている「SB = 22」などの印は、おとめ座銀河団の銀河のある表面輝度の場所を観測したときに、星の密集度によって決まる観測可能な限界等級を表す。

達できることは希望の光である。しかし高解像度化は技術的な困難を伴うかも知れない。例えば現状の画素サイズ 15μm の CCD を使うとすると焦点面の大きさも 15cm という大きさになってしまう。補償光学でこのような大型焦点面を作れるかどうかは課題となろう。また逆に現在の性能を保ったままピクセルサイズを小さくした CCD が製作可能であるかなども検討課題となるだろう。

3.6.7　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
千葉 柾司	東北大学大学院理学研究科 (班長)	§ 3.6.1, § 3.6.2, § 3.6.4
有本 信雄	国立天文台光赤外天文学研究部	§ 3.6.4
青木 和光	国立天文台光赤外天文学研究部	§ 3.6.2
生田 ちさと	国立天文台情報公開センター	§ 3.6.3, § 3.6.4
小宮山 裕	国立天文台ハワイ観測所	§ 3.6.5, § 3.6.6

3.7 恒星物理、星形成、超新星、晩期型星

3.7.1 今後の方向性

恒星・星形成分野で、未解明の主要な問題は

1. 星形成過程
2. 中小質量星の進化過程における質量放出の役割
3. 超新星爆発機構

である。これら全てのテーマに含まれる物理過程は、我々の体や身の周りの物質を構成する元素の起源を明らかにする上でその理解が欠かせないものである。また、恒星は宇宙に存在する主要な成分である銀河を可視光で光らせている重要な構成要素である。従って、これらの過程に対する理解があって初めて、系外銀河の可視光による観測結果を正しく解釈することができる。観測される銀河の色や明るさはその銀河を構成する個々の星からの放射が、星によって合成・放出された重元素や固体微粒子によって散乱吸収されたものをまとめて見ている。これらの観測情報から銀河を構成する要素である個々の星やガスに関する情報を読み解くには、どのような星が存在するのかを知るための星形成過程の理解と、観測から評価された重元素量の起源を知るためにその供給過程である超新星爆発の理解、固体微粒子による色の変化を評価するために必要な星からの質量放出過程における固体微粒子形成の理解という、まさに上に挙げた 3 つの課題に対する理解が決定的に重要になる。

星形成過程の研究の究極の目的は、与えられた環境下でどのくらいの質量の星がいくつできるか、そして、それぞれの星が誕生するまでの時間を予言することである。この情報がない限りそれぞれの元素が銀河の中に蓄積する過程を正確に記述することはできない。また、炭素やバリウムなどのある種の元素には中小質量星からの寄与が大きいものがあるという観測的な示唆がある。超新星爆発によってほとんどの元素が合成供給されたことは現在でも確立されているが、星の質量による各元素の供給量の違いを予言するには至っていない。これは、ひとえに大質量星の中心にできた鉄の中心核が力学的に不安定になって収縮した後、爆発に転じる機構が分かっていないためである。ここでは、メンバーの方々にその専門分野において将来の大型望遠鏡での観測に残された、これら主要な問題の解明に繋がる大きなテーマを挙げて頂いた。星形成では大質量星の形成領域の精密観測と大規模な星形成領域のガスの運動の精密観測 (§3.7.2) によって、特に大質量星の形成過程、どのような条件で星の質量が決まるのかなどの問題に迫る観測が提案された。また、星形成過程を別の視点から探求する手段として、非常に質量の小さい恒星と褐色矮星探索観測を提案する。重元素量の違う環境が小質量星の形成にどのように影響を及ぼすかを調べるために、銀河系ハローでの質量関数の構築 (§3.7.3) と、銀河系ディスクでは今までに発見されていないほど低温の褐色矮星探査が提案されている。中小質量星の最終段階である漸近巨星から惑星状星雲に至る過程での質量放出の観測 (§3.7.4) によって、これらの星が供給する元素の量や宇宙での固体微粒子の起源の解明を目指す。星表面の重元素組成の研究は、あらゆる天体での核融合反応の結果を探る上で重要な研究対象である。特に、古い星表面の重元素には大質量星起源の超新星爆発機構の解明に不可欠な情報が含まれていると考えられ、現在でも活発に観測がなされている。特に、爆発時に合成される元素の組成は爆発機構を探る上で重要な情報を含んでいると思われれる。また、星形成史などの銀河の進化を探る上でも重要である。ここでは、現在進められている星表面の元素組成解析の課題と将来性についていくつかの重要な観測が提案された (§3.7.5) 。星表面の元素組成解析のみでは詰め切れないと考えられる Ia 型超新星の起源の解明には、その母体とされる連星系の痕跡を残骸の中に探す観測 (§3.7.6) を提案した。

銀河系内の構成天体の解明に当たっては、大型望遠鏡によって得られる測光や分光観測で得られる星の色、視線速度の情報に加えて今後必要かつ重要になる情報として、星の高精度な位置天文情報 (星の年周視差、天球上の位置、天球上を横断する 1 年あたりの角速度 (固有運動)) も挙げられる。特に、年周視差による星までの距離決定は、モデルを介さずに直接的に精度良く距離を評価できる最も信頼できる方法であり、信頼できる星の金属量を求めるのに必須の情報でもある。ただし、現在および近未来の技術では、年周視差が精度良く測定できるのは銀河系内に限られる。とはいえ、銀河系内には数多くの様々な種類の星があり、それらの星の物理

情報を知ることにより、恒星の進化や星形成に対する知見が深まる。例えば、距離が分かれば星の本当の明るさやエネルギーが分かる。様々なタイプの星の明るさを知ることによって、さらに星の色や金属量の情報が加味されれば、それらによって、恒星の進化や星形成の物理過程の解析が画期的に進展する。また、星の場所と運動が分かると、星が帰属する集団の同定も可能となり、場所ごとの星生成率や星の初期質量関数の推定までもが可能となる。まさに、場所ごとの星形成史が分かってくる。さらに、新星や超新星残骸までの正確な距離から真の放出エネルギーを知ることは、それらの物理状態の解明にとっても重要である。また、連星の運動から連星系の物理情報も知ることが可能となる。しかし、位置天文観測の現在の最高精度は、ヒッパルコス衛星によるもので (1000 分の 1 秒角)、まだ 100pc 以内の天体しか、年周視差は 10% 以内の誤差で求まっていない。つまり、銀河系全体と比べれば、太陽系のごく近傍の距離や横断速度しか現在は精度良く求まっていないわけであり、精度良く調べられている星の種類は限られている。銀河系を広く見渡すためには、ヒッパルコスより少なくともさらに 2 桁の精度向上となる、10 万分の 1 秒角の精度で年周視差や固有運動を求める必要性がある。そこで、このような高精度観測を目指して、世界では GAIA(ESA) や SIM(NASA) といった可視光の位置天文観測衛星が今後 10 年以内の打ち上げを目指して進行している。我が国でも、天の川面上の星の位置天文観測を目的とし、近赤外線 (Z バンドと呼ばれる 0.9μm の波長付近) による位置天文観測衛星計画 (JASMINE 計画) が進行中である。可視光では塵による光の吸収効果を受けてこの領域の星はあまり観測できないからである。GAIA や SIM では、ハローや近傍ディスク内の星の高精度な位置天文情報が期待できるとともに、JASMINE により、多くの種類の星の宝庫と言って良い、バルジや遠方ディスク上の星の高精度な位置天文情報が利用可能となる。これらの位置天文情報は恒星物理や星形成の解明に貢献をすることが期待される。

3.7.2　星形成

大質量星の形成

銀河における大質量星は、その数においても全質量においても小質量星には及ばないが、その影響が母天体である分子雲やまわりの環境に及ぼす影響が重大である点が小質量の星とは対照的である。実際、大質量の星が形成されると、その周りの低密度の分子ガスは解離/電離され、星形成の材料としてのガスではなくなる。すばるで撮った画像でよく知られているオリオン KL などのように、大質量星は生まれたての段階で既にかなり激しい星風を出している。その速度もかなり大きい (百 km/s 程度) ため、数年前から現存の装置でも詳細な分光・撮像によるそのダイナミックスの研究が始まっている。大質量星の形成は分子雲での星形成に対して、このような負のフィード・バックだけをもたらすとは限らない。実際、大質量からの強い輻射によって圧縮されることで分子雲コアでの星形成が促進される可能性を論じている研究もある。また、大質量星は星団の中心部分に存在している場合が多いので、大質量星の形成過程を理解することは星団の形成過程を研究することにもつながっている。

このように銀河における星形成活動の支配する要素となる大質量星の形成過程の理解は、小質量星のそれに比べてあまり進んでおらず、特に観測的研究はまだ発展途上という段階である。理由は大質量星の形成領域が近傍には少ないからである。従って、今後の高空間空間分解能・高分散分光観測の時代におけるサイエンス・ターゲットとしての大質量星形成領域の観測的研究では以下のような分解能・分散が要求されるであろう。まず、比較検討する上で必要な十天体以上の大質量星形成領域を含めるため、距離 10kpc 程度までを射程とし、サイズが 100AU 程度の星周円盤などの局所的なガスの運動を避けて議論することにして、100AU 程度の空間分解能を要求すると、角度にして 0.01 秒程度の角度分解能になる。ガスの電離・解離が可能なガスの流速は km/s のオーダーなので、本来はその程度の速度分解能が必要である。

これらの観測的アプローチによる大質量星の形成過程とその環境へのフィードバックの研究は、晩期型星等の質量放出の観測的研究と類似する技術が多いと思われる。従って、この両方のサイエンス・ターゲットを視野に入れて戦略を立てることが効率的であろう。

球状星団の形成

球状星団は一般に銀河ハローに存在する，大規模星団である。我々の銀河系では，初期には形成されたがその後は完全に形成が止まっている。それに対し，大マゼラン雲では，球状星団やそれに近いような大規模星団の形成が継続的に起きている。しかし，球状星団のような大規模星団が，どういう条件でどのように形成されるかについては，ほとんど理解が進んでいない。このように，大規模星団の形成過程は星形成研究の大問題の一つである。

この問題の解決のためには，現在大規模星団が形成中だと考えられる最も近傍の場所である，30 Dor(大マゼラン雲) の詳細な観測が重要である。どれだけの観測があれば十分かの推定は困難であるが，まずは，現在でのオリオン星団における星形成領域の観測と比較できる程度は最低必要であると考える。

例えば，[193] の観測では，分光は 4m 鏡で，seeing は 1.″5 程度で行われている。30 Dor では距離が約 100 倍なので，空間分解能は 0.″01 程度が必要だと考える。また，分光能力も考えると，30 Dor の見える南半球に地上大口径望遠鏡が必要である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	> 30m	分光撮像	$0.3 - 2.5\mu$m	$R > 5000$	$> 10'$	FWHM $< 0.''05 - 0.''1$

3.7.3 ディスクとハローの低質量星と超低質量天体

分野の現状

銀河円盤種族に関しては、過去十年で、太陽近傍の低質量星 ($0.08M_\odot < M < 0.5M_\odot$) 及び、超低質量天体 (あるいは褐色矮星: $0.01M_\odot < M < 0.08M_\odot$) に関して多くのことが解ってきた。太陽近傍星の伴星としての超低質量天体の発見と、それに続く DENIS, 2MASS, SDSS といった、可視近赤外域での全天サーベイによる孤立天体の検出は、低質量星の統計を完全なものとし、超低質量天体の統計的議論をも可能としはじめている。このような太陽近傍天体の検出は、1.3 ～ 2.5m の中小口径望遠鏡でなされ、分光的追観測は、4 ～ 10m の望遠鏡でなされている。また、もう一つの重要な追観測である年周視差の測定は、アストロメトリー専用の 1.5m 望遠鏡でなされている。

分光学的研究は、低質量矮星の分類に対して、M 型より低温側に L 型と T 型の二つの新しい分類を拡張した。ただここで一つ注意すると、低質量星に対しては、スペクトル型は、直接的に有効温度に対応し、さらに質量にも対応づけられたが、超低質量天体の場合、その冷却過程において、光度が質量と年齢に依存するため、および、大気の透明度がダスト雲により大きく影響を受けているという二つの理由から、スペクトル型が、有効温度に一対一の対応をせず、また、質量にも直接関係しないという複雑な事情があることもわかってきた。このような特殊事情があるにも拘わらず、スペクトル分類の大枠を述べると、L 型矮星は、M 型矮星よりも低温で、その SED は、2.5 μm より短波長でのダストによる減光、一酸化炭素の分子バンド吸収で特徴づけられる。L 型矮星の有効温度は、2500K から 1350K である。T 型矮星は、L 型矮星よりもさらに低温で、メタンバンド吸収で特徴づけられる。今まで知られた最も低温な T 型矮星の温度は、800K である。現在では、L 型は、L0 から L9 に、T 型は、T0 から T8 に詳細分類されており、L6.5 から T4 までは、L/T 遷移天体とよばれ、L と T の中間的分光特性を持つとともに、有効温度も、1350K 程度で一定であると考えられている。一つの有力な解釈は、有効温度が同じでも、ダスト雲の厚さが異なっているとするモデルである。

質量関数に関しては、低質量星に関して、$dN/dM \propto M^{-1}$ が求められており、低質量天体に関しても同じような巾型が推定されている。太陽近傍において、恒星と超質量天体は、ほぼ同程度の個数があると考えてよく、超低質量天体は、銀河円盤の暗黒物質にはなりそうにない。ただこの質量関数は、解釈を必要としている。銀河円盤の分子雲におけるジーンズ質量は、$1M_\odot$ の程度で、ジーンズの判定基準からは、このように多数の超質量天体を説明できそうにないのである。

銀河円盤種族に関しては、かなりのことが解ってきたが、ハロー種族に関してはまだまだこれからといっていい。まずハロー種族の超低質量天体、いわゆる褐色矮星 MACHO が光学的に検出される見込が小さいこと

から述べる。超低質量天体の一番大きな特徴は、大気の透明度で決まる冷却速度で冷えて暗くなっていく事実であるが、金属度が低く大気が透明なハローの超低質量天体の冷却速度は、円盤種族に較べて速い。さらにハロー種族は古いため冷却は進んでいると考えられ、現在検出可能な超低質量天体は少ないであろうと予想される。ただし、2MASS により、褐色矮星 MACHO の候補天体がみつかっており、太陽近傍においてこの非常に古くて暗い種族が将来のサーベイで一定数検出されるようなら、冷えきってしまった天体を含めて褐色矮星 MACHO の個数密度は非常に大きいはずで、ハローの暗黒物質としての寄与も考えられる。

ハロー種族に関しては、低質量星、K, M 型準矮星に関しても、質量関数、金属度分布については、淡い描像があるだけというのが現状である。準矮星の光度関数は、太陽近傍星の運動学から求めたものと、HST のような深星計数観測から求めたものがあり、両者は、2 倍程度では一致する。しかし、これらは、低光度星の統計精度が不充分で、褐色矮星 MACHO の寄与を見積もるために必要な星/準矮星境界付近の情報が不充分である。ハロー巨星に対してなされているような、金属度分布関数を星/準矮星境界まで求めるには、写真乾板では検出されないような暗い M 型準矮星の検出と分光的追観測が必要で、これは今後の問題である。ハロー巨星の一部に見られるような [Fe/H] < -4 というような天体が準矮星に過去にみつかっていないのも、太陽近傍の知られた準矮星の総数が少ないことによると考えられる。

円盤種族の超低質量天体

円盤種族の超低質量天体に関しての今後のフロンティアは、有効温度の低い側にあり、大気としては、巨大惑星に近いものに、質量は、より低質量に、年齢は古いものの探索を意味する。LT 分類法が円盤種族の金属量に対してのみ有効であろうということはまずことわったうえで、T 型より低温な超低質量天体について、現在予想されていることを述べる。

メタン吸収が 2.5μm より短波長の赤外スペクトルに現われると L/T 遷移がおこるとされており、この有効温度は、1350K である。T 型矮星のスペクトルは、メタンと水蒸気の吸収に特徴づけられ、T 型は、500K 位まで続くと考えられている。500K で、水蒸気が凝結し、500K 以下では、スペクトルは、メタン、アンモニア、そして、水の雲によって支配されているであろう。ここでの新しいスペクトル型 “Y” を定義すべきであるとされている。ただし、このような低温のモデル大気の計算には、単純化の仮定がなされており、定性的予想以上のものではないかもしれない。さらに低温の 200K になると、アンモニアが凝結する。200K 以下の天体のスペクトルは、メタン分子吸収、水とアンモニア雲のつくるもので、さらなるスペクトル型、(ここでは、“X” とする) が必要になるであろう。X 型矮星のスペクトルは、自ら輝く木星型のスペクトルとでも看做してよいであろう。ちなみに、地球から観測される木星スペクトルは、太陽光の反射スペクトルである。

XY 型矮星のあるものは、太陽近傍星の伴星であろう。そしてそれ等は、惑星に近い存在といえるかもしれない。他の XY 型矮星は、孤立天体として発見されるであろう。Y 型矮星は、Z(1μm)、J(1.2μm)、H(1.6μm)、及び 5μm より長波長で、自ら輝いているであろう。一方 X 型矮星は、5μm より長波長のみで、輝くと予想される。伴星としての X 型矮星は、1.6μm より短波長で、主星の光を反射して輝き、半径が同程度であることからも、太陽系の木星によく似ているであろう。XY 型矮星は、メタン吸収及び、水素分子の衝突励起吸収の影響で、K(2.2μm) バンドでは、暗いと予想されている。

さて、以下では、伴星型及び孤立した XY 型矮星の検出及び追観測のための、技術的要求について考えてみる。地上観測は、Z、J、H バンドのみで、有効であり、5μm より長波長は、スペースから観測する必要がある。

伴星型 Y 型矮星は、地上から、高次の補償光学 (AO) とコロナグラフを組み合わせることで、検出されるかもしれない。AO は、90% を越えるストレール比を 8m 級望遠鏡で、J、H バンドにおいて、達成することが必要であり、2000 を越えるアクチュエーターがいるであろう。ターゲットとしての太陽近傍星が、自然ガイド星そのものになるのだが、問題は、その明るさと観測波長である。これだけ波面を詳細に観測するためには、波面センサー素子当たりの集光面積は小さいので、太陽近傍星すら必ずしも、明るいターゲットとはならない。G 型星は明るいが、その個数は限られており、主なターゲットは、M 型星である。M 型星は、近赤外で明るいが、残念ながら近赤外検出素子は読み出しノイズが大きく波面センサーには向かない。恐らく、1μm 付近に十

分な感度をもつ、CCD が最適な解になるのではないかと思われるが定量的解析が必要である。因に、有限の距離にあって空間的に拡がったレーザーガイド星はこの種の観測には向かない。必要とされるダイナミックレンジは、$\Delta m > 13$ である。伴星型 X 型矮星、言い換えれば、木星型惑星の地上からの検出は、必要なダイナミックレンジ、$\Delta m > 20$ を考えると、非常に難しいと思われる。

可視と近赤外域をカバーするスペースコロナグラフは、伴星型 XY 型矮星を検出し分光観測もおこなう性能を持つと考えられる。距離 10pc にあって、主星から 5AU にある X 型矮星の見掛け上の離角は、$0\farcs5$ である。これを検出するには、1.6μm で、$\lambda/D < 0\farcs1$。言い換えれば $D > 3$m が欲しい。

もう一つのアプローチは、5μm より長波長で検出するという方法である。XY 型矮星は、$M(5\mu\mathrm{m})$ バンドで超過があると思われている。長波長観測の難点は、空間分解能を得るために望遠鏡の口径 D が大きくなることである。離角 $0\farcs5$ の伴星型 X 型矮星を検出したければ、$D = 9$m が要るが、これは単一鏡では無理で、展開型ミラーとならざるを得ない。ところが、コロナグラフとして使うには、展開型は、散乱光の問題があって不利である。ということで、観測可能な離角が大きくなることは我慢して、単一鏡をを考えると、$D = 3 \sim 4$m が最大である。SPICA ($D = 3.5$m) は、5μm での回折限界のコロナグラフを塔載する予定であり、離角 $1\farcs5$ 以上に伴星があれば、検出する能力をもつであろう。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡	口径	観測モード	波長域	波長分解能	視野	空間分解能
地上望遠鏡	8 m	AO コロナグラフ	J, H	$R \sim 300$	$10''$	$0\farcs3$
スペース	3 m	コロナグラフ	$0.5 - 1.6$ μm	$R \sim 300$	$10''$	$0\farcs3$
SPICA	3.5 m	コロナグラフ	5 μm	$R \sim 300$	$10''$	$1\farcs5$

次に、孤立した XY 型矮星の検出について考えてみる。これは当然ながら深い広域サーベイを必要とする。

UKIDSS は、UKIRT を用いて近赤外域で、4000 平方度を、$J = 19.6$、$K = 18.4$ の限界等級でカバーしようとするサーベイである。UKIDSS は、2MASS の 25 倍の空間をサーベイすることになり、J バンドにおいて少数の Y 型矮星を検出する可能性がある。Y 型矮星は、Z、J で明るいが、K では暗い、固有運動の大きな天体として検出されるであろう。UKIDSS は、2005 年には観測を開始する予定である。

全天を掃天する WISE は、Phase A (デザイン段階) にある NASA による Explorer (MIDEX) タイプのミッションで、3.5 から 23μm の波長域をカバーする。40 cm の望遠鏡とスキャン用鏡を持ち、空をスキャンしながら、視線方向を安定化させる。検出限界は、5μm で 30μJy で、太陽から 5pc 以内の Y 型矮星を検出できると期待される。X 型矮星を検出するには、0.3pc 以内になければならないが、これは運次第である。X 型矮星の検出は、難しいかもしれないが、Y 型矮星は、間違いなく見つけるはずである。しかしながら、WISE に関しては、一点だけ不安が残る。それは、3.5 μm と 5μm の検出限界が同程度で、Y 型矮星の同定が難しいのではないかという点である。Y 型矮星の場合、3.5μm バンドと 5μm バンドでの大きなフラックス比が予想され、3.5μm バンドの感度の良さが重要なのである。X 型矮星以外に、5μm で受かり、3.5μm で受からない天体が沢山あると X 型矮星の同定は、大変困難なことになる。

X 型矮星を明らかに発見できるミッションプランは存在しないので、ここでは、XY 型矮星の両方を検出しうるミッションを考えてみる。それには、WISE よりも少なくとも 10 倍は感度のよい全天サーベイが必要である。サーベイ望遠鏡は 1.5m の口径を持ち 1 から 5μm の波長域をカバーする。Z、J、H での 測光、位置データは、Y 型矮星には少なくとも有用であろうが、X 型矮星は、5μm のみで検出されるであろう。分光的追観測は、JWST や SPICA のような大型のスペース天文台でなされる必要があり、そのため、このミッション

は、それらより前に飛ばなければ意味が無い。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡	口径	観測モード	波長域	波長分解能	視野	空間分解能
UKIDSS(地上)	3.6 m	サーベイ	$1-2.4\ \mu$m	$R\sim 5$	$0.2\square^\circ$	$0''.4$
WISE(スペース)	0.4 m	全天サーベイ	$3.5-23\mu$m	$R\sim 4$	$0.6\square^\circ$	$2''.75$
スペース	1.5 m	全天サーベイ	$1-5\ \mu$m	$R\sim 0.3$	$30'\times 30'$	$1''$

ハロー種族の低質量星と種族 III 天体

過去におけるハロー種族の星の研究は、巨星に対するものが圧倒的に多い。これは、写真乾板によるサーベイの限界等級が浅く、また明るい巨星が分光学的追観測に向いていたためという現実的な理由があったのではないかと考えられる。一方ハローの矮星、準矮星のうち特に低質量の K,M 準矮星は、宇宙年齢よりも長生きするため、そして、巨星のように主系列を離れた後の進化過程での大気の金属度の変化がないため、本質的に宇宙初期の情報を保っている可能性がある。従って、K,M 型準矮星に対して、金属度分布関数を求め、さらに極く少数の非常に金属度の低い準矮星を検出するのは意味のあることだと考えられる。

まず、最初に準矮星に対して、固有運動、年周視差、視線速度を含めた運動学的情報と、金属度分布関数の両方を同時に求められるだけのサンプルが得られるかどうかを過去に求められた光度関数から評価してみる。地上観測による年周視差の観測精度は、1mas 程度で、200pc までの距離が測れる。一方光度関数から予想される 200pc 以内の K 型準矮星の総数は、100 個以下で K 準矮星に対して金属度分布関数を求め、非常に金属度の低い天体を探すのは難しい。K 準矮星に関しては 全天のアストロメトリーを $V=17$ の限界等級でおこなう GAIA ミッションを待つよりないであろう。K 型準矮星に関しては写真乾板の固有運動サーベイは、200 pc までは届いている。M 型準矮星に関しては、事情はもう少し複雑なようである。低質量星の絶対光度は、金属量に大きく依存する。極端な例として、星/準矮星境界 (SSB) の絶対等級は、太陽の金属度に対して、$M_V\sim 19.5$、$M_R\sim 18$、$M_K\sim 11.5$、であるが、金属度ゼロの時には、$M_V\sim 12.8$、 $M_R\sim 12.0$、 $M_K\sim 11.1$ となる。ただし、この SSB の絶対等級は、大気モデルが古いために太陽金属度に対しての信頼度は低い。最近のデータでは V バンドではさらに暗い。V バンドでの写真乾板のサーベイは、太陽の金属度の SSB 天体には、10 pc までしか届かないが、金属度ゼロの SSB 天体に対しては、200pc まで届きそうである。絶対光度が金属度に依存するため、特定のバンドで求めた光度関数の解釈も難しい。この点を考慮した上でも写真乾板のサーベイは、ハローの金属量の M 型準矮星全体にたいして 200 pc まで完全であるとは言えないようである。

ここで、SSB の絶対等級が K バンドにおいて大きく金属度に依存しないことに注目して、2MASS ($K_s<14.5$) について簡単な考察をおこなう。2MASS は SSB 天体にたいして 40pc まで完全サンプルである。2MASS は、円盤種族に対して 200 個以上の超低質量天体を検出しているが、そのなかに、低温、低金属度、ハローの運動を示す天体一個を検出している。超低質量天体の冷却速度を考えると、一つの可能性は、これはハローの SSB 天体で、質量が $M=0.075\sim 0.092M_\odot$ 程度と考えられる。この天体は、ハローの光度関数が SSB に向けて著しく減少していないことを示唆し、M 型準矮星の低光度側の探索が有意義であることを予測させる。

M 型準矮星を多数検出する可能性のあるサーベイについて考察する。UKIDSS は、SDSS のカバーした北銀極の天域を $4-5$ 年後に近赤外域でふたたび掃く。M 型準矮星に関しては、SSB までの天体の総数は、200pc 以内に 500 個以上 (どれだけあるかは解らない) は、見つかると期待される。SDSS と UKIDSS の組み合わせの利点は、固有運動のみならず、可視から赤外にかけての SED が求まることで、SSB に近い天体の場合、固有運動と測光データのみから有力候補が見つかるであろう。

年周視差や高分散分光観測を最初から期待しないならば、検出限界を深くして、円盤種族の寄与を相対的に下げる方法がある。これは、HST データを用いて、光度関数を求めたのと同じ考え方で個々の星の金属度、絶対等級は求まらないが、統計的議論は出来るとする考え方である。ただし、SSB に近い天体は、SED のみからその性質が想像できるので、興味ある天体を発見する目的にも使えるかもしれない。例えば、銀極方向にの場合、$i=17-19$ では、準矮星の寄与は星全体の 3% (30 平方度) に過ぎないが、$i=21-23$ では、60% (2300

平方度) と逆転する。つまりある程度暗い天体に限ることで円盤種族の混入は、大幅に軽減される。SXDS のように、遠方銀河/宇宙論を目的とした多波長、広視野 (1 平方度) のディープサーベイのアーカイブデータを用いることが可能でろう。

種族 III 天体を検出するという観点からは、銀河系内に束縛されない脱出速度 (400km/s) 以上の天体を探すという考え方があるかもしれない。このような天体の固有運動は、$\mu > 8''/\mathrm{yr} \cdot (10\mathrm{pc}/d)$ で与えられ、金属度ゼロの SSB 天体は SDSS/UKIDSS の組み合わせの固有運動サーベイの場合、$d < 600$pc、$\mu > 0\farcs12/\mathrm{yr}$ の範囲で探索できる。SSB より明るい天体に対しては、更に大きな空間領域でサーベイができることになり、暗く固有運動の大きい天体は、本質的に興味深い。種族 III に対しては、ジーンズ質量が $100M_\odot$ とも言われており、M 型準矮星のような低質量天体があるのかどうか解らないが、銀河円盤内の超低質量星がなぜ星の数程あるのかも解らないことを思えば低質量の種族 III 天体があってもよいかもしれない。

最後に観測装置に関する要求を述べる。まずは、高精度の年周視差観測を多数の星に対してできる専用望遠鏡が欲しい。アストロメトリー専用の USNO の 1.5m 望遠鏡のサイトは、必ずしも最良ではないが、1mas の精度をだしている。アストロメトリーの精度 σ は、シーイングの全半値幅 s と望遠鏡の口径 D に $\sigma \propto D/s$ と依存するので、よいサイトで、より大きな望遠鏡を使えばさらに精度があがる可能性がある。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡	口径	観測モード	波長域	波長分解能	視野	空間分解能
地上	4 m	アストロメトリー	$0.6 - 2.2\mu$m	$R \sim 5$	$8\farcm5 \times 8\farcm5$	$0\farcs25$/pix

3.7.4 晩期型星の質量放出

はじめに

恒星進化論の分野としての究極の目標は、恒星の進化過程を、恒星の特性を定義する物理量 (質量、元素組成、角運動量、磁場など) をパラメーターとした時間の関数として記述することにあると言っても過言ではない。なぜなら、宇宙の主たる構成要素としての恒星で何が起きているかを理解することは、宇宙で何が起きているかを理解するには必要不可欠だからである。しかしながら、宇宙の基本要素であるはずの恒星での物理過程にも未だに完全に解明されていないことは数多く残されている。

質量放出は、恒星進化の過程で起こる現象の中で最も重要な事項のひとつである。しかしながら、その物理過程は未だに解明されていない。質量放出の物理過程としての理解は、恒星進化の観点から重要なのは当然であるが、晩期型星からの質量放出は特に、宇宙全般という広い観点からも重要である。ある試算によると、天の川銀河に 1 年間に放出される物質の $70 - 80\%$ が晩期型星によって放出されているという。晩期型星からの質量放出を物理過程として解明し、どのような物質がどのように形成され、その物質がどのようにして恒星間宇宙へ放出されていくのかを理解することは、天文学全般から見ても非常に重要な問題である。

晩期型星の質量放出

小中質量星 (1 から 8 太陽質量の恒星) は、その進化過程後期において、赤色巨星枝 (RGB) フェーズ、漸近巨星枝 (AGB) フェーズ、原始惑星状星雲 (PPN) フェーズ、および、惑星状星雲 (PN) フェーズといった進化段階を経ていく。この晩期の進化過程において、質量放出は 10^{-8} から 10^{-3} 太陽質量/年といったレートで起きる。しかし、赤色巨星や惑星状星雲からの質量放出はさほど激しくなく、原始惑星状星雲からは質量放出が起きているのかどうかということ自体が議論されるほどしかない。実質的には AGB 星からの質量放出がほとんどと言うことになり、従って最も重要な質量放出ということになる。

AGB 星からの激しい質量放出は、その激しさ故に、恒星内部での進化過程にも影響を与えることが知られている。質量放出とはすなわち恒星表面を物理的に剥ぎ取る事であり、恒星表面の物理状態に変化を及ぼす。そして表面での物理状態の変化は内部へ伝播し、核反応にさえ影響を及ぼすことになる。この恒星内部の物理状態の変化は再び恒星表面へと伝播し、それは質量放出に影響を与えることになる。つまり、AGB 星で起こ

る質量放出と恒星進化は表裏一体の関係をなしているのである。(ここでは質量放出に重点を置くが、この点はもうひとつの重要な恒星進化過程の物理現象である対流の問題も内包している。) 放出される物質は AGB 星内部の様々な物理・化学過程を経て形成されるため、質量放出によってこれらの星が供給する元素や固体微粒子 (ダスト) の組成や量に影響が現れることは明らかである。

しかしながら、恒星進化と恒星風の研究は現状では別個に進められており、一方のモデルにおいて他方は単なる境界条件 (パラメタライズされた経験則) として使われているにすぎない。一例を挙げると、AGB 内部構造進化モデルでは経験的質量放出則が境界条件として出てくるが、これは初期質量 – 最終質量関係を満たすことを前提に「調整」された質量放出則がほとんどであり、そのような質量放出則に物理的な必然性は無いと言っても過言ではない。これはすなわち、現在一般的に使用されている内部進化モデルで、物理的な要請で必然的に初期質量 – 最終質量関係を満たすものは無い、と言うことである。これは恒星進化の分野に限らない、天文学全体に影響する由々しき問題である。

恒星進化においても恒星風においても、これまでの研究では複雑な物理過程を観測的経験則に置き換えてモデルを単純化すると言う手法が取られてきた。もっとも、すべてを第一原理から記述していくことは現実的ではなく、この手法が取られるのは必然であり、この手法の積み重ねによって現在我々が持っている知見が得られてきたことは否定するまでもない。しかしながら、現在の晩期型星の研究においては、質量放出自体をひとつの経験則として扱うことを改め、(究極的には第一原理から記述できる物理過程として理解することを目標として) 質量放出に伴う様々な現象を経験的・観測的関数として記述していく段階に到達しつつある。実際にこの恒星 2 分野のギャップを埋め、両者を有機的に結合させて質量放出を理論的に理解していく試みは現在徐々に進められつつある。したがって、将来の光赤外計画を検討していく上で、晩期型星の質量放出というテーマにおいては、質量放出の物理過程の理論形成に観測的制約を与えていくということが最重要課題ではないかと考えられる。

質量放出にからむサイエンス

恒星表面から放出された物質は星周殻を形成し、時間と共に拡散していく。したがって、恒星からの輻射や殻内部のダイナミクスにより星周殻が多大な影響を受けないと考えられる場合、星周殻内の物質の空間分布を知ることは質量放出の履歴を知ることにほかならない。ところが晩期型星進化においては、惑星状星雲になってしまうと、高温になった中心星の影響で星周殻の物質は電離されるうえ、輻射による星風によって星周殻が流体力学的な影響を受けるため、星周殻の物質分布から質量放出の履歴については情報が得られないことがわかっている。そこで近年、惑星状星雲よりもさらに若い原始惑星状星雲や AGB 星の星周殻の観測が行われ、その物質空間分布から AGB フェーズでの質量放出の履歴についての知見が徐々に得られるようになってきた。

直接観測　質量放出に観測的制約を与えるために最も直接的な方法は、質量放出を直に観測することである。AGB 星からのダストを含む質量放出の初期メカニズムは、重力の小さい恒星表面で物質が星の脈動によって浮揚されることに始まると考えられている。したがって、この脈動とそれに伴う物質の移動を観測的に捕らえることは、質量放出の現場を押さえることに他ならない。脈動は数年のオーダーで起きることが知られており、AGB 星風は 10 km/s ほどなので、よく知られた AGB 星の IRC+10216 の距離 (120 pc) において、0.″01 ほどの空間分解能、1 km/s 程度の速度分解能を確保したい。

時間変化・空間分布　晩期型星の質量放出に関連していると考えられる現象は、脈動以外にも、いわゆる AGB 星特有の核反応現象である熱パルス (10^4 から 10^5 年のオーダーで起きる) や、メカニズムはわかっていないものの、AGB 星周殻や原始惑星状星雲に同心円状の構造を形成する現象 (10^2 から 10^3 年のオーダーで起きる) があることが確認されている。近年では、星周殻内のダストによる散乱光を観測する可視・近赤外波長域では 0.″1 程度の、ダストの輻射を観測する中間赤外域では 1″ 程度の空間分解能が一般的になっている。しかし、原始惑星状星雲や AGB 星周殻は惑星状星雲よりもコンパクトなターゲットであり、一般的に kpc のオーダーの

距離にあるため、これら各種の物理現象の総合結果としての物質空間分布から質量放出の履歴に観測的制約を与えるには、この分解能は決して充分ではない。

赤外域でのダスト星周殻の観測は、Spitzer, ASTRO-F, SOFIA, Herschel, JWST と続く衛星・望遠鏡計画で進展していくと考えられる。これらの衛星・望遠鏡はダスト星周殻外縁部の観測に有効であり、したがって、晩期型星の質量放出の初期 (赤色巨星の質量放出) の履歴についての理解は深まっていくことが期待される。しかし、中間赤外から遠赤外域では回折限界の問題は大きく、これらの衛星・望遠鏡計画をもってしても、空間分解能の面で期待される向上は限られており、質量放出が最も重要性を増す AGB 星の質量放出の履歴に観測的制約を与えるには充分とは言えない。一方で、現在計画されている電波・サブミリ波干渉計の Atacama Large Millimeter Array(ALMA) では $0''.01$ の空間分解能、0.05 km/s の速度分解能で 350 μm より長い波長の観測が可能であり、分子ガスの観測に威力を発揮することが期待されている。AGB 星風にはダストとガスの 2 成分あるわけだが、現在のところ、ダスト・ガス比でさえも把握されていない。それをふまえると、将来の光赤外計画には ALMA と同等の能力で質量放出の履歴にさらなる観測的制約を与えられるようになること期待したい。たとえば、ALMA と同等の空間分解能で得られるダストの観測により、星周殻内で空間分解されたダスト・ガス比を観測的に制約できる。さらに、特定の分子ガス・ダスト成分の空間分布を得ることで、それぞれの成分を形成する AGB 星周殻内での物理・化学条件を精査することができるようになる。こういった情報は AGB 星風でのダスト形成理論・分子進化理論を発展させていくには必要不可欠である。

物理・化学過程　中心星の温度が低い AGB 星周殻や原始惑星状星雲においては、ダスト・分子・原子・イオンの遷移線の分光観測が星周殻内の速度構造を知るための手段になる。残念ながら、現時点ではダスト分光から速度情報を得ることができるほどにダストの輻射について理解されていないが、星周殻内の速度構造の理解は、星風内でのショックによる分子解離、ダスト崩壊の理解に繋がり、ダスト形成の物理・化学過程に観測的制約を与えることになる。また、ダストとガスの速度構造が別個に観測できれば、ダスト・ガス間のドラッグ効果に観測的制約を与える事になり、ダスト星風の物理機構の理解に大きな前進をもたらすことが期待される。このためには 0.1 km/s の速度分解能が必要となってくる。

まとめ

質量放出の物理過程の理論形成に観測的制約を与えていく、と言う観点でサイエンスを考慮してみたが、次期光赤外計画が現実のものとなる時に使用可能な他の観測手段を考慮に入れると、ALMA に匹敵する $0''.01$ 程度の空間分解能と 0.05 km/s 程度の速度分解能を要求したい。ALMA と同ターゲットをねらえると要請から、地上望遠鏡の場合は南半球設置が必要である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	空間分解能
地上	>25 m	撮像・分光	可視・近赤外 (~ 1 μm)	$\sim 10^6$	$0''.01$
干渉	~ 500 m	撮像・分光	中間赤外 (~ 20 μm)	$\sim 10^6$	$0''.01$
(スペース) 干渉	~ 2500 m	撮像 (・分光)	遠赤外 (~ 100 μm)	$\sim 10^6$	$0''.01$

3.7.5 恒星の元素組成解析

イントロダクション

ここ 20 年ほどで、恒星の表面組成の解析は大きく進展し、精度の高いデータにもとづいて、元素合成や星の進化、化学進化について、詳細な議論にチャレンジをしようとしている。特に 8 – 10 m 級望遠鏡に搭載された高分散分光器の観測によって、これまで手の届かなかった暗い天体の分光観測が進められただけでなく、明るめの恒星に対して従来より格段に高い質 (高分解能、高 S/N) のスペクトルデータが取得されるようになり、

恒星の化学組成から新たな情報を得る可能性が示されつつある (例としては、惑星を持つ星の化学組成の研究があげられる)。

同時に、8 – 10 m 級望遠鏡での観測の限界も見えてきている。高分散スペクトルの質は、基本的には望遠鏡の集光力と積分時間の積で決まる。既存の望遠鏡でも十分な積分時間をかけることでより暗い天体の観測、あるいはより高い質のデータの取得をはかることが可能であるが、現実的な観測時間を考えると、いずれは大口径の望遠鏡が求められる。以下、第一世代星の研究および同位体組成解析の可能性について、今後期待される研究方向と、8 – 10 m 級望遠鏡での観測の限界について議論する。

参考のために、図 3.45 に、すばる高分散分光器 (HDS) を用いた場合に得られる S/N 比を、波長の関数として示した。天体としては F0 型矮星のスペクトルを仮定し (V 等級で 10 等から 17.5 等まで 4 とおり)、波長分解能 90,000 (スリット幅 0.4 秒角)、積分時間は 10 時間と仮定した。

なお、§3.7.5、 §3.7.5 のテーマについては、ターゲット天体の探査が不可欠であり、中口径の専用望遠鏡を持つことが有意義である。また、§3.7.5 や §3.7.5 にみられるように、紫外線分光が大きな力を発揮するというのも恒星の組成解析の特色である。

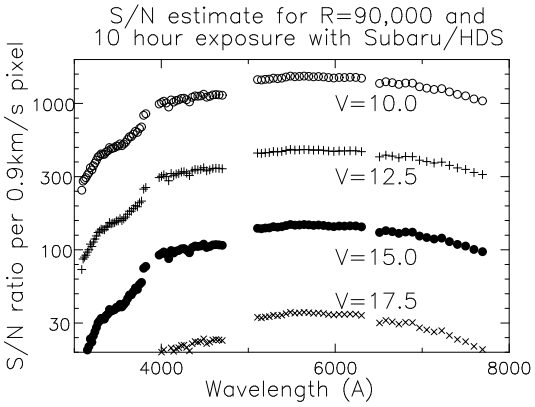


図 3.45: すばる高分散分光器 (HDS) を用いた場合に得られる S/N 比 (1pixel = 0.9km/s あたり)。天体としては F0 型矮星のスペクトルを仮定し (V 等級で 10 等から 17.5 等まで 4 とおり)、波長分解能 90,000 (スリット幅 0.4 秒角)、積分時間は 10 時間と仮定した。シーイングサイズは 0.5 秒角、5000Å 以上では ADC 使用、それ以下では青用イメージローテータ使用を仮定した。波長分解能を 90,000 と高めに仮定したのは、同位体組成解析を行う場合も考えたためである。

第一世代星の探査・研究

宇宙の第一世代星は、その特殊な形成過程、宇宙の再電離への寄与、重元素・ダストの供給など、ビッグバン以降の宇宙の歴史を探る上で鍵となる。恒星分野に限ってみても、(1) 金属量ゼロのガスから小質量星は誕生したのか?、(2) 第一世代星では大質量星はどう形成されたか、その質量関数は?、(3) 第一世代の大質量星ではどのような重元素が合成され、どのように次世代以降の星にとりこまれたか?、などの問題があげられる。これらは、観測的には、「種族 III 星は存在するか?」「ハロー星の金属量分布関数」「超低金属星の組成分布」などの問題を探ることに対応する。

この研究の第一段階として、低金属星の探査が不可欠である。種族 III の星が問題となった 1980 年当時は、[Fe/H] ~ -3 程度の星が知られていた。1984 年に [Fe/H] ~ -4.0 をもつ CD$-38°245$ が発見 ([186], 発見当時は [Fe/H] $= -4.5$ とされたが、その後改訂) されて以来、“HK-survey”[185] などの精力的な探査にもかかわらず 20 年近くこれ以下の金属量の星はみつからなかった。このため、「[Fe/H] $= -4.0$ が小質量星形成の限界か?」との見方もあったようである。しかし、2002 年には、“Hamburg-ESO survey” で検出された星 [188] のなかから [Fe/H] $= -5.3$ をもつ星 (HE0107 – 5240) が発見され、鉄組成に関しては、この限界は破られた [189]。

その一方、[Fe/H] < -3.5 の超低金属星は 10 天体近く発見され、その中には、炭素や α 元素の過剰を示す星も複数見出された ([196, 198, 184], HK-survey は [Fe/H] < -4.0 の星を発見するには至っていないが、現在までに見つかっている超低金属星の大半はこの探査によるものである)。これらの星の「組成異常」は、前世代の星による超新星によって作られたものとみられ [202, など] 、第一世代 (もしくはそれに非常に近い世代) の大質量星の進化と超新星爆発を探る重要な手がかりとなる。2002 年に発見された HE0107 – 5240 も、鉄組成こそ [Fe/H] $= -5.3$ と極端に低いが、CNO 組成はかなり高く ([C/H] $= -1.3$, [O/H] $= -2.9$)、これも前世代の特殊な超新星の産物ではないかとの解釈も提案されている [203, など]。また、小質量星形成の問題に関しては、CNO を含めると金属量は必ずしも低くない点は重要であろう。いずれにしても、超低金属量の領域では、鉄組成ではもはや金属量を代表できず、また典型的な超新星を仮定して、金属量ゼロの星間物質との混合

だけで金属量分布を考えることもできなくなりつつある。これらの研究成果にもとづき、今後数年で第一世代の星に迫る研究に大きな進展が期待されるが、むしろこの間、問題の複雑さが明らかになってきたともいえるので、諸問題の解決にはもう少し長い時間を要すると思われる。

これらの超低金属星の高分散分光観測によ組成測定は、すばるや VLT などの 8m 級望遠鏡を用いて急速に進められている。そこで射程にはいっているのは、V 等級で $15-16$ 等である。金属量が小さくなると、測定できる吸収線の数はそれだけ少なく、弱くなる。したがって、正確な組成測定のためには、高い S/N 比のスペクトルを取得する必要があるため、8m 級望遠鏡でも比較的明るい天体しかターゲットにできていないのである。最も鉄組成の低い $HE0107-5240$ は $V=15.2$ であった。さらに金属量 (CNO も含む) の低い星を探査する、ないしはこのような天体をより多数研究するには、より深い探査と、そのフォローアップ観測が必要になるとみられる。探査については、新たな低金属星の探査計画も提案されている (そこでは $V=18-19$ 等もターゲットとされている)。そこで見つかった候補天体の高分散分光観測には、8m 級望遠鏡でより長い露出時間をかけるか、より大口径をもつ望遠鏡を用いることが必要となる。

同位体組成解析

恒星スペクトルからの組成測定は、通常、元素のレベルで行われているが、これを同位体に分離して測定することは極めて重要な課題である。同位体は化学反応では酷似した振る舞いを示すが、核融合反応では全く異なる物質として振る舞い、元素合成の過程も全く異なる。従って、同位体レベルで観測データが得られれば、元素合成の理論モデルとの直接比較が可能になるという点で、究極の組成解析といえるが、その性質から同位体の作るスペクトル線は酷似していて、それらを分離するのは一般に困難である。

軽い元素については、原子核の質量差をスペクトル線の波長の差として分解できる場合がある。Li 同位体比 (^{6}Li/^{7}Li) はこの効果によっていくつかの星について測定されている。同じ効果は、分子スペクトルにはより明瞭に現れる。炭素の同位体比は CO,CH などの分子吸収線を用いて多くの低温度星に対して測られている。また、最近は、MgH 吸収線を用いて、Mg 同位体比 (^{24}Mg:^{25}Mg:^{26}Mg) を測定する研究も活発に行われている。

重元素についても、スペクトル線に現れる超微細構造を利用した同位体組成解析が行われるようになってきている。これらは、中性子捕獲過程の反応経路を直接明らかにする手段として極めて重要で、今後の発展が期待されている。

同位体分離には、極めて高い波長分解能と S/N 比が要求されるため、既存の望遠鏡で (これまで常識的であった観測時間の範囲で) 観測できるのはせいぜい 12 等程度までである。この研究には、サンプルとして個々の元素合成過程の影響を強く受けた星を選ぶことが重要である。より適切なサンプルは、より暗い星を対象に含めることによって見出すことが可能になる。この研究を進めるためにも、8m 級望遠鏡でより長い露出時間をかけるか、より大口径をもつ望遠鏡を用いることが必要となる。

その他

その他、恒星の組成に関して残されている重要問題をいくつかあげておく。

軽元素　宇宙線による星間ガス中での CNO 核の破砕によって作られると考えられている Be は、[Fe/H] $=-3.3$ 程度の星までで観測されるようになった。また、^{6}Li の観測 (^{6}Li/^{7}Li 比の測定) も進んできている。これらは宇宙線の起源に重要な制限を与えると期待されるが、要求される精度 (Li 同位体分離には波長分解能 10 万程度、S/N 数百) と波長域 (Be 線は 3130 Å 付近にある) が厳しいため、既存の望遠鏡では、[Fe/H] $=-3$ 付近で観測可能な星は限られている ($V=12$ 等前後)。金属量との相関など詳細な議論のためには、より大型の望遠鏡が必要であろう。

ビッグバン元素合成モデルの整約に重要な Li (^{7}Li) は、[Fe/H] $=-3.7$ にいたるまで、多くの主系列・転向点星で観測が進められている。現在問題となっているのは、これらの星にみられるプラトーが、ビッグバン元

素合成の結果を本当に反映しているのか、それとも星の内部での破壊の影響をうけてしまっているのか、という点である。これは単にサンプルを増やすだけでは解決しない状況に直面している。

球状星団　球状星団の恒星は、恒星進化や銀河形成解明の鍵としてさまざまな角度から組成解析が進められてきたが、残された大きな課題は主系列星の詳細な化学組成解析である。球状星団の組成というのは、これまで主に赤色巨星の観測にもとづいて決められてきたが、主系列星の組成をきちんとおさえておくことは、恒星進化モデルの検証、あるいは球状星団の形成の理解のうえで不可欠である。既存の望遠鏡でも、いくつかの球状星団の転向点星の組成解析が試みられているが、どれも高分散分光を行うにはぎりぎりのターゲット (距離の近い球状星団でも 18 等程度) であり、いまだに主系列星の組成に関する共通の理解は確立しているとは言えない。

星による元素合成　この 10 年間の大きな進展のひとつは、非常に金属量の小さい星 ([Fe/H] < -3) の組成解析が進んだことにより、個々の元素合成過程の結果が、はっきりととらえられるようになってきたことである。極端な例としては、中性子捕獲によって合成される重元素に非常に大きな過剰を示す星があり、それらは、r-過程や s-過程のモデル化や、起こっているサイトの特定に、強い制限を与えている。

これらの研究は、しばらくは既存の大型望遠鏡を用いて進められると予想されるが、いかに良いサンプル (個々の過程を強く反映したサンプル) を見つけるか、というのがひとつの鍵である。これまでのサンプルは、銀河ハローの星であったが、星形成過程の異なる矮小銀河の星などに、より適切なサンプルがある可能性がある。これらも既存の大型望遠鏡でどうにか手の届く範囲にあるが、信頼できる、精度のよいデータを得るには、より大型の望遠鏡が必要になるだろう。

なお、中性子捕獲元素に関しては、紫外域 (< 3000 Å) にも重要なスペクトル線が存在しているため、紫外線分光から得られる知見も多い。

3.7.6　Ia 型超新星の起源に迫る—若い Ia 型超新星残骸中に連星系の痕跡を探る—

Ia 型超新星理論モデルの検証

光度曲線やスペクトルの観測との比較から、Ia 型超新星は連星系中の白色矮星が伴星から質量を降着し、限界質量に達して爆発した結果であるというシナリオが有力である [197, 187] 。Ia 型超新星は他の型の超新星に比べて明るく、どの Ia 型超新星も似たような光度曲線を持つとされている。 それは、Ia 型超新星がほぼ同じ質量の白色矮星の爆発であるということの結果と考えられる。また、10 年ほど前に、Ia 型超新星の極大絶対等級と減光度との間に相関があることが指摘された [200]。この経験的に見出された相関を利用することで Ia 型超新星は標準光源として宇宙論的パラメータを決定する有力な武器となった [199, 190]。

銀河の化学進化においても Ia 型超新星は星間物質に大量の鉄を供給するという役割を持っている。我々の銀河でも星の表面での元素組成パターンに Ia 型超新星が鉄を供給し始めた兆候が見えている。Ia 型超新星になる連星系の寿命は 10 億年以上であろうと推測され、銀河が誕生して 10 億年の間は他の型の超新星によって鉄が供給されていたことになる。また、一説には鉄の濃度が薄いガスでは光とガスの相互作用が弱く、白色矮星が降り積もるガスを適度に放射圧で放出することができずに超新星爆発に至らないということも言われている [194]。一方、他の型の超新星によって鉄が供給され、ガスが鉄を十分に含む様になると放射圧で適度にガスを放出し、ガスの降着率を調整することができ、白色矮星が限界質量まで達することができ、Ia 型超新星として爆発する。

Ia 型超新星に対する理論的な理解は進んだものの、前述した極大光度と減光度の相関に対する説明がなされていない。また、Ia 型超新星はその明るさによって 2 つの階層に分かれていて、より明るい Ia 型超新星は晩期型銀河に出現し、早期型銀河では両方の階層の Ia 型超新星が出現する [192]。上の有力なシナリオは明るい超新星だけが晩期型銀河に出現する理由を説明できていない。このシナリオを捨てて新しいシナリオを模索すべきなのか、このシナリオの延長線上に答えがあるのかはっきりしていない。

このような現状を打破する一つの方法として、連星系中の白色矮星の爆発が Ia 型超新星であるという仮説を観測的にテストする必要がある。そこで、超新星残骸中に残っているはずの伴星を探す方法を以下で議論する。

伴星を同定する

鉄が主成分である Ia 型超新星の爆発物質の中心付近に位置する伴星を特定するために、天球上で超新星残骸の内側に位置する候補星のスペクトルを観測する。膨張する爆発物質によってスペクトル中に形成される鉄の吸収線を用いることを提案する。もし、その星が爆発物質の中心付近にあるとすれば、吸収線は、観測者に向かって秒速約 1,000 km/s から約 10,000 km/s で動いている手前にある爆発物質によって吸収された青い側に広がった成分だけを持つ。また、星が爆発物質の背後にある場合には吸収線は青方偏移した成分だけでなく、観測者から遠ざかる爆発物質によって吸収された赤方偏移成分も持つことになる。もし、その他の位置に星があれば広がった吸収線は見えない。実際、天球上で SNR 1006 の中心に見える青い星 [201, the S-M 星] の UV スペクトルには膨張している爆発物質の中にある一階電離した鉄イオン (Fe II) によると見られる広がった吸収線が観測され、その形状からこの星は爆発物質の背後にあるということがわかった [204, 205]。

今までのところ、このように観測された鉄の吸収線の波長は 300 nm 以下で一階電離した鉄イオンによるもののみだった。理論的な計算でも爆発物質中のほとんどの鉄は一階かそれ以上に電離していることが示されている [191]。爆発物質中の鉄は超新星爆発で生じた衝撃波によって加熱された領域から放射される高エネルギー光子によって電離されたものである。

中性の鉄の基底状態からの遷移で ∼386 nm の波長に対応するものがある。上記の S-M 星では SNR 1006 の爆発物質中のイオン化が進みすぎていてそのスペクトルにこの吸収線は見られなかった [201]。この吸収線を使うにはイオン化が進んでいないもっと若い Ia 型超新星残骸を観測する必要がある。残念ながら、そのような超新星残骸は我々の銀河では Kepler と Tycho の超新星残骸しか候補がない。これらも、Ia 型であるという確たる証拠はない。近傍のマゼラン雲などの銀河で候補になる爆発後数百年しか経っていない若い超新星残骸を X 線観測で見つけるのも一つの手段である。

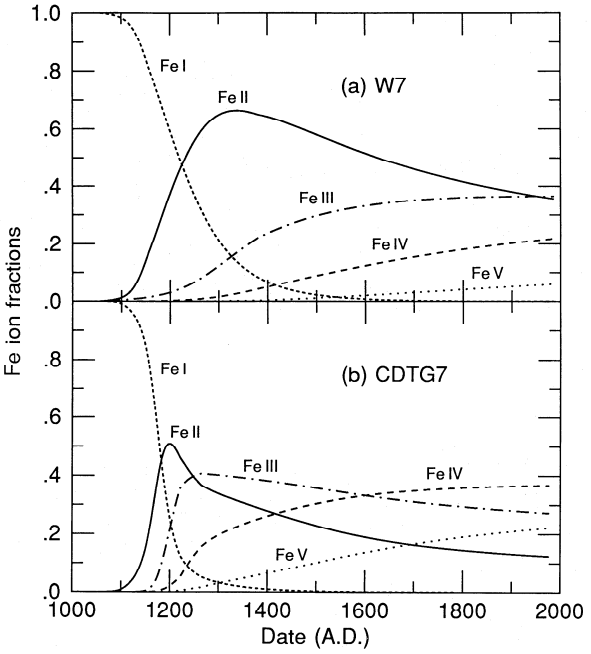


図 3.46: SN 1006 の中心にある鉄のイオン化状態の時間変化。２つの異なる Ia 型超新星理論モデルをもとに計算。 [191] から転載。

Ia 型超新星の引き金になる伴星を探すのは我々の銀河にある Kepler、Tycho、SN 1006 などの歴史的な記録がある超新星残骸か、大マゼラン雲にある SNR 0519 – 69.0 やもっと若い超新星残骸をターゲットにする必要がある。若い超新星残骸では大量の鉄が中性のまま存在すると期待できるので可視光の吸収線を用いて伴星を同定できる可能性が高い。

近傍銀河にある非常に若い Ia 型超新星残骸

若い超新星残骸なら、波長 3020.639, 3719.935, 3859.911 Å にある中性の鉄 (Fe I) の遷移による吸収線を用いて伴星を探すことができる。伴星は超新星爆発時の軌道速度を保ったまま移動していると考えられる。その速度は 100 km s^{-1} を超えることはないと思われる。年齢が 1000 年としても移動距離は、それが大マゼラン雲の距離にあるとして 1′ を超えることはない。超新星残骸の中心からこの大きさを含む領域にある星を探索す

SNR	Age (yr)	Fe I $(10^{15}\,\mathrm{cm}^{-2})$	Fe II $(10^{15}\,\mathrm{cm}^{-2})$	d (kpc)	z (pc)
SN 1006	997	0.00016	1.2	1.4	365
Kepler	399	0.002	0.21	4.4	636
Tycho	431	0.02	2.0	2.3	56

表 3.2: 歴史的な記録がある超新星残骸中にある鉄イオンの柱密度 [191] の計算による.

ることになる。伴星がどのような表面温度を持っているかは良くわからない。爆発時に伴星が赤色巨星だと外層が全て剥がされ白色矮星の様になっている可能性が 3 次元流体計算から示唆されている [195]。また、伴星が主系列星だと爆発の衝撃で外層が加熱され明るくなり数百年で暗くなるという計算もある。探索領域にある星のスペクトルを波長分解能 300 程で分光すれば上記の吸収線の形を検出することができる。もし、伴星が主系列にあり表面温度が 6,000 K で衝撃波による加熱もあまり効かないという、伴星が最も暗い場合の吸収線の波長での強度を見積もるとおよそ 10^{-18} erg s^{-1} cm^{-2} Å^{-1} となる。

歴史的な記録のある超新星

歴史的な記録のある超新星で Ia 型超新星の残骸と考えられるものは全て、その爆発物質中の鉄はほとんどがイオン化していると考えられる。一階電離した鉄による吸収線の波長 λ238.2 nm で期待される SN 1006 からの強度は大体 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} Å^{-1} ほどであり、吸収線の等価幅は 7 Å に過ぎない。この吸収線を検出するには 50 以上の S/N 比が必要である。吸収線の波長が短いので大気圏外からの衛星による観測が必須である。もっと遠くにある Kepler や Tycho の超新星残骸では条件はさらに厳しくなる。 さらに、天球上で超新星残骸の中心領域に位置する全ての星のスペクトルをとる必要がある。

これら 3 つの超新星残骸のうち Tycho 超新星残骸の中性の鉄の柱密度が最も大きい。中性の鉄による吸収線で可視光の領域にある 300 nm 以上の波長を持つもの (Fe I $\lambda\lambda$3020.639, 3719.935, 3859.911) の等価幅はおよそ 1 Å になると予想される。この程度の吸収線ならばすばるのような大型望遠鏡を使って伴星探しが可能かもしれない。しかし、理論モデルの検証には複数の Ia 型超新星残骸での伴星の同定が必要である。そのためには大マゼラン雲など近傍銀河での観測にすばるを超える大型望遠鏡が必要となる。

3.7.7　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
茂山 俊和	東京大学大学院理学系研究科 (班長)	§ 3.7.1, § 3.7.6
犬塚 修一郎	京都大学大学院理学研究科	§ 3.7.2
西 亮一	新潟大学大学院理学研究科	§ 3.7.2
中島 紀	国立天文台光赤外研究部	§ 3.7.3
植田 稔也	ベルギー王立天文台宇宙物理部門	§ 3.7.4
泉浦 秀行	国立天文台岡山天体物理観測所	§ 3.7.4
青木 和光	国立天文台光赤外研究部	§ 3.7.5

3.8 惑星系、太陽系

3.8.1 今後の方向性

この章では太陽系・惑星系の天文学での今後 10 年単位での課題についてまとめる。これからの惑星系天文学の大きな流れは、太陽系のみならず多様な系外惑星系も含めた一般的な惑星系の構造と起源の理解を目指すことである。そして、これまでは多くの場合、理論的にしかアプローチできなかった惑星系形成や惑星初期進化に、原始惑星系円盤や系外惑星系の観測によって実証論的にアプローチしていくことだ。さらに、生命の起源について、それを惑星の進化現象としてとらえ、天文学的、惑星科学的に取り組んでいくことだろう。

ここでは検討するキーテーマとして

1. 原始惑星系ガス円盤の構造と進化
2. 原始惑星系ダスト円盤の構造と進化
3. 原始惑星系円盤の化学進化
4. 惑星とガス円盤の相互作用
5. 惑星の初期進化
6. 太陽系外縁部の構造
7. 系外惑星系
8. 居住可能惑星

の 8 テーマを取り上げる。それぞれのキーテーマについて

- 現在の理解のまとめ
- 残されている問題点
- 今後の方針と観測への提言

という形で要点をまとめることにする。そして、最後にその中でもキープロジェクトと考える課題について、まとめることにする。

3.8.2 原始惑星系ガス円盤の構造と進化

現在の理解のまとめ

これまでのほとんどの研究は、太陽のような低質量・単独星の場合に限られている．中大質量および連星系の周囲での原始惑星系ガス円盤・惑星系形成の研究は遅れており、今後の課題である．

(1) 形成過程

外的要因 (超新星等) または自発的要因 (乱流・磁場の散逸) による分子雲コアの重力収縮により形成。原始星期にも星周円盤はあると予想されるが、「円盤」と「星周物質」の分離は観測的に難しい。

(2) 大きさ・質量

多くの古典的 T タウリ型星に円盤が付随。質量は $0.001 - 0.1$ 太陽質量、半径は約 100 天文単位 (AU) (図 3.47 参照)[215, 251]。古典的 T タウリ型星よりも年を取った弱輝線 T タウリ型星周囲の円盤の半径は古典的 T タウリ型星のものより大きい [251]。

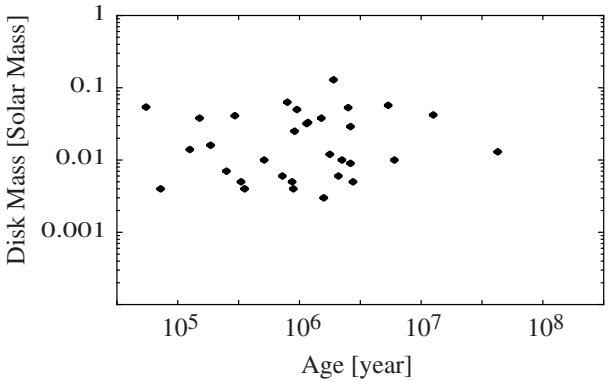


図 3.47: 円盤の質量とその時間変化 (約 0.001 太陽質量以下は測られていない)

(3) 内部構造

古典的 T タウリ型星周囲の円盤内には質量移動 (円盤降着) がある [221, 272]。円盤降着の駆動力としては、(a) 磁気回転不安定性起源の乱流、(b) 円盤の自己重力不安定による重力トルク、などが考えられる。現在は

(a) の考え方が主流。観測的には、100AU 以遠では、円盤内乱流の乱流速度は円盤のケプラー速度より十分小さいことが知られている。

(4) 温度

古典的 T タウリ型星付随円盤の熱源は、2AU 以内では中心星の輻射、2AU 以遠では円盤降着による加熱が卓越 [228, 266]。弱輝線 T タウリ型星付随円盤の温度は輻射平衡により決まる。ダストの温度分布はスペクトルから推定 (例: [223, 233, 249])。ガスの温度はあまり知られていない [231]。

(5) 外部環境との関係

連星系にも円盤は付随 (周星円盤、周連星系円盤)。連星の星間距離と星周物質量との間に関係がありそう。周連星系円盤の半径は大きい [257]。

(6) ガスの散逸

太陽程度質量の星の場合、10^7 年ほどで円盤ガスは散逸すると考えられている [241]。散逸の観測的証拠: オリオン領域での紫外線による蒸発の観測、T タウリ型星円盤の観測、ベガ型星周囲の円盤。散逸の機構としては、(a) 紫外線による蒸発 (10AU 以遠で有効)、(b) 星風による吹き飛ばし、(c) 円盤降着 (中心星に近いところで有効)、などが考えられているが、不明な点が多い。

残されている問題点

原始惑星系円盤については、「形成」「構造」「進化」「散逸」のそれぞれの点において、まだ解明されていない点が数多くある (図 3.48 参照)。

これらは惑星系形成の視点からも重要なテーマであるが、将来的に最も重要と考えられるテーマの一つは、円盤ガスの散逸過程の解明である。散逸過程は、最終的な惑星系の姿や形成の時間尺度を決定する重要な要因であると考えられているからである。

以下に、各問題点を簡単に列挙する。

[1] 形成: 星周円盤はいつ誕生するか? 分子雲コアの初期質量分布・角運動量分布はどうなっているか? 全系 (中心星+円盤) の質量を決める機構は何か? 「星周円盤」と「星周物質」を分離する観測が必要。

[2] 構造: ガス質量、ガス温度、ガスの化学組成、ガス電離度の空間分布。磁場の強さと向き。ダストの質量空間分布、ダストのサイズ分布とその進化。

[3] 進化: 円盤内質量降着を引き起こす機構の理解。円盤内乱流とその時間依存性の観測的解明。円盤の重力不安定とその帰結。ダスト量の違いによる進化の違い。中心星の年齢と円盤の進化の関係。観測的に、円盤の進化の指標は何かを明らかにすること.

[4] ガスの散逸: 散逸の機構、散逸が始まる場所・時期。観測的に、いつまで、どれくらいの量の円盤ガスが存在しているかをはっきりさせること。

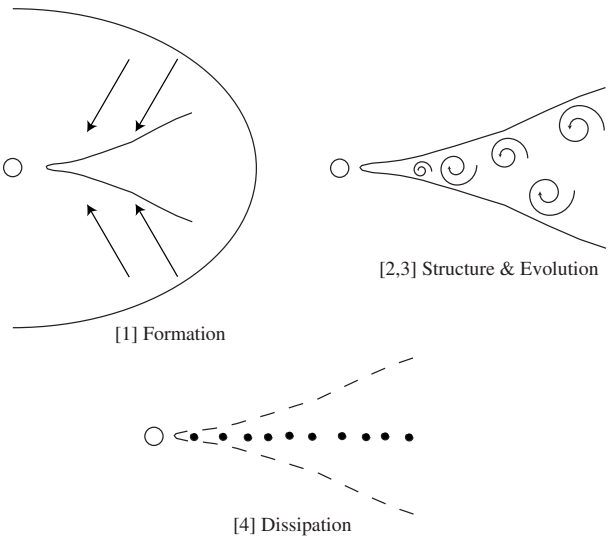


図 3.48: 原始惑星系ガス円盤に関する諸問題

今後の方針と観測への提言

前記のような問題点を解明するために今後は、より細かい構造を分解する観測、より暗い構造を見分ける観測が必要となってくる。同時に、複雑な観測結果を適切に理解するために精度の高い理論シミュレーションも必須となる。

前節に挙げた各問題点に対応して、具体的に観測すべき内容を簡単に記すと次のようになる。

[1] 形成: 原始星の高空間分解観測と高分散分光観測、および広い波長域にわたる高精度測光観測。また、統計的議論のための、さまざまな星形成領域での原始星の多数の観測。

[2] 構造: 円盤の 3 次元構造を解明するための、高空間分解観測。円盤ガスの電離度分布観測。可視から遠赤外域にわたる偏光観測。中心星からの円盤への影響を調べるため、星風および中心星の紫外線とそれらの円盤への影響の観測。
[3] 進化: 円盤降着の駆動力を明らかにするため、円盤の重力安定性や乱流の存在、磁場の存在、などの観測。
[4] 散逸: 散逸の場所と時期を明らかにするための、ガスが減少している暗い円盤の観測、多数のガス散逸中円盤の系統的観測。散逸の機構を特定するため、ガス散逸が進行していると思われる系で、円盤に入射する紫外線強度と、中心星への質量降着の有無を調べる観測。

3.8.3 原始惑星系ダスト円盤の構造と進化

現在の理解のまとめ

ここで、原始惑星系ダスト円盤とは、ガスが主体の原始惑星系円盤も含み、惑星形成期に若い星の周囲に存在する固体微粒子 (以下、ダストと呼ぶ) を含むあらゆる円盤状の天体を指すものとする。

ダストは、星間空間で生成され、惑星の材料となった。よって、惑星形成論においても、宇宙でのダスト進化・輪廻の全体像を捉える必要がある。

ダストは、年老いた星、超新星、あるいは新星から流出・膨張し冷却するガスから凝縮して生成される (例えば、[283])。形成時の大きさは、1μm 以下である。太陽系形成以前に凝縮したダストは、同位体比異常を持つプレソーラー粒子として隕石中に変成をほとんど受けずに保持されていることが RIMS、NanoSIMS などの分析により、確認されており、ダスト同位体比を理論と比較することで起源の議論が詳細に行われている (例えば、[216])。分子雲中では銀河宇宙線や OB 型星からの紫外線、超新星爆発による衝撃波などによって、ダストの反応・変成・蒸発といった過程が進行する。この間、ダスト表面反応によって化学反応や水素等の同位体比変化が進行し、これがその場の進化時間を計る時計となり得る。

分子雲の密度が高いコア部分が重力収縮して星 (中心星) を形成し、その周囲には回転する円盤状のガス雲である原始惑星系円盤 (以下、円盤という) が形成される。この過程で、ガス降着に伴う衝撃波や中心星加熱、中心星活動に伴う衝撃波などによってダストの再蒸発・変成が進行する。さらに、分子雲に比べて密度が何桁も高くなるため、ダスト同士の衝突合体が頻繁となり、ダスト集合体へと成長する。これらが惑星材料物質となる (例えば [208])。

形成以降の変成が少ない始源的隕石には、Ca や Al に富んだ白色包有物 (CAI) やコンドリュール、アメーバ状オリビンといった包有物が細粒のマトリックスの中に混在している。これらの包有物は数十μm 以上の直径を持ち、1200 K 以上の高温で凝縮した鉱物から成るため、円盤で形成されたと考えられる。形成機構には様々なアイディアが出されており、近年は衝撃波加熱が有力視されている [258]。また、CAI とコンドリュールに含まれる消滅核種 ^{26}Al の娘核種 ^{26}Mg の過剰量の比較から、両者の生成年代に数百万年の差があると議論されている (例えば、[242])。これは、後述のダスト集合体の落下問題と関連し、数 mm に達する CAI 粒子を数百万年間いかに保持するかという難題を突きつけている。

ダスト集合体の付着成長の過程は、分光観測によるサイズ効果の検出が試みられており、実験的には付着確率の衝突速度依存性が調べられている [217]。また数値計算から運動エネルギーと粒子間結合エネルギー比によって衝突結果が分類されることが提案されている [271]。また、有機物の糊効果 [253] や圧密・焼結の進行、不純物効果等も実験により次第に確認されつつある。このように付着成長の素過程の解明が途上であるため、円盤の中での成長のシミュレーションでは、付着確率を 1 に固定したものや恣意的な速度依存性が仮定されている。

ダスト集合体から直径数 km の微惑星を形成する過程は惑星集積過程のボトルネックとなっている。数 mm から数 m サイズの物体は円盤中で大きなガス抵抗を受け、急速に中心星に落ち込んでしまう。微惑星形成には、この危険なサイズ区間を急速に成長させる機構が必要となる [208]。合体成長だけで微惑星まで成長させようとすると、このサイズ区間のダスト集合体の強度は小さいため、円盤内で期待される相対速度で衝突すると合体せずに壊れてしまう。そのため、円盤中心面付近に沈殿したダスト層の自己重力不安定による微惑星形成

が、cm サイズのダストが集まって km サイズの天体を数ケプラー時間程度で形成するため有力視されている。ただし、ダスト濃集層とガス層の間の回転速度差に起因するシア不安定で、ダストの更なる中心面への沈殿が抑制され、自己重力不安定自体が発生しないという反論があった (例えば、[225])。しかし、近年、シア不安定の詳細な研究により、不安定の成長率が全域でなるべく小さくなるように沈殿が進行するなら、シア不安定の指標であるリチャードソン数が一定となるダスト密度分布が達成され、この場合、潮汐効果でシア不安定はほとんど発達しないことが示された [245]。

ダスト集合体の中心星への落下問題の解決には、円盤内でのダストのダイナミクスを明らかにする必要もある。ガスとダストの相互作用によるダストの移動については z 方向シアの影響 [273] や放射圧の効果 [274] が重要であり、 それらを考慮した数値計算が行われている [236]。

ヴェガ型星と呼ばれる赤外超過を伴った主系列星が多く見つかって、その中には、がか座 β 星のようにダスト円盤が撮像されている天体もある。このダスト円盤は惑星成長の過程で放出された衝突破片によって生成されると考えられる。近年、がか座 β 星周囲のダスト円盤の 10μm 帯の赤外線分光観測から、微小ダストの高密度部分が数個のリング状に存在していることが確認され、惑星衝突によるダスト供給帯の存在が示唆されている [206]。また、惑星集積過程や惑星大気初期進化においてもダストの役割は重要である。

残されている問題点

ダストの宇宙における輪廻像の定量化、とりわけ原始太陽系星雲にもたらされたダストの起源別の量比を推定することが残されている。これはプレソーラー粒子の同位体比の測定が増えれば、ある程度可能になる。

原始惑星系円盤内のダストの蒸発・再凝縮・変成過程に関しては、ダストの円盤での加熱経験の有無の判定をケイ酸塩鉱物の結晶化度等の観測から見積もる研究が必要である。また、それと隕石内包有物との対比によって、円盤内の加熱過程の特定と包有物の生成史を明らかにすることが重要である。加熱源候補として有力な衝撃波の原因の解明が求められる。

ダストの成長過程についても高解像能の分光観測等から、サイズ/形状に関する情報を得てモデルを制約していく必要がある。そのためにはダスト集合体の光学特性にはまだ研究の余地がある。またダストおよびダスト集合体間の付着確率を衝突速度やダスト (集合体) のサイズや構造、物性の関数として定式化する必要がある。また、円盤の熱進化や物質進化 (圧密や焼結など) と組み合わせ、円盤進化の指標となる観測可能量を提示することが肝要である。

原始惑星系円盤内のダストのダイナミクスについては、単純化された乱流のエネルギー・スペクトルを仮定して、ダストの乱流拡散について研究が進められており [226]、それに基づいて、数 mm サイズ以下の CAI 粒子ならば、動径方向拡散によって落下に打ち勝って、10^6 年程度は保持可能とする研究がある [227]。しかし、妥当性を検証するには、ケプラー回転や磁場の効果を考慮した乱流のエネルギー・スペクトルの特性の研究が足りない。また、円盤でのダストの循環についても、物質科学的議論と組み合わせ、惑星材料物質の鉱物組成まで議論していく必要がある。

微惑星の形成に関しては、リチャードソン数 (Ri) 一定のダスト密度分布を考えると、$Ri < 0.001$ で重力不安定となることが線形解析で明らかになった [284]。しかし、乱流の影響下での沈殿の進行、特に ダスト/ガス比が 1 を超えた状況での、ダスト・ガス 2 流体計算は行われていない。微惑星形成の直接的な数値計算が今後の大きな課題であろう。

ヴェガ型星段階のダスト円盤の進化についても、今後さらに高解像度を上げた観測が進むことが期待されるため、惑星集積の各過程において、どのようなサイズの破片ダストがどの程度生成されるのかを明らかにしていく必要がある。これは初期地球への材料物質供給にも関連する問題である。

今後の方針と観測への提言

まず重要なのは、ダスト円盤の構造を遠赤外線による高分解能撮像観測で明らかにすることであろう。分解能は 1AU 程度以下が望ましく、空間分解した分光ができるとさらに良い。ホット・ハローや円盤上空を外側

に向って移動するダストの確認など、円盤の鉛直方向の構造に関する情報が欲しい。これには、中心星からのアウトフローとの観測的分離が課題であろう。微惑星/巨大惑星形成によるダストの動径分布のギャップや、回転角方向の偏在などが詳細に捉えられると面白い。T タウリ星から主系列星まで含む様々な進化段階での観測を総合すれば、背後にある惑星集積過程の情報を引き出すことができると期待される。

なお、ダスト円盤の進化にはガスがどの程度存在するかが大きな影響を与える。このため、ダストと独立のガスの観測が不可欠である。

次に、円盤内縁付近の構造を近赤外線域の分光観測から明らかにすることも重要である。これによって、ダストの蒸発フロント、降着流・アウトフローの構造が明らかにできる。円盤内縁による中心星光の遮蔽効果と影領域の存在を調べる必要もある。また、数時間から数年程度の変光/スペクトル変化の観測ができれば、中心星の活動が円盤に与える影響などを見積もることができる。

さらに、磁場の関与した星・円盤境界層の構造・活動を分光/偏光観測から明らかにすることも興味深い。ゼーマン効果による線幅の増加から中心星/円盤の磁場の強度/構造が分かる (例えば、[248])。この線幅は波長の二乗に比例するので、特に赤外域での分光観測が有効である。紫外域での吸収線のヴェーリング効果の観測から、星表面の降着衝撃波の形態や中心星に落下する微惑星に関する情報を引き出すことも興味深い。

最後に、光学観測からダスト集合体の物性を引き出す戦略も考えるべきである。各種鉱物の結晶化が円盤のどの位外側まで進行しているかを分析したり、ダスト数剛体のサイズ/構造の進化を捉えることができれば、ダスト成長から微惑星形成に至る重要な情報を得ることになる。

3.8.4 原始惑星系円盤の化学進化

現在の理解のまとめ

原始惑星系円盤の化学組成については電波 (ミリ波・サブミリ波)、赤外で分光観測が進められている。電波では望遠鏡の分解能が $\geq 1''$ なので半径 100AU 以遠の低温ガス、赤外では氷・シリケイトの組成と 1AU 以内のガスが観測されている。

(1) 低温領域のガス

DM Tau など数天体で分子輝線サーベイが行われ 10 種程度の分子が検出されている [234, 267, 268]。いくつかの分子は干渉計でも観測され、輝線強度分布や円盤のケプラー回転が捉えられている [240, 268]。輝線強度から分子の相対存在度を見積もると (i) 有機分子の存在度が分子雲での値より $1-2$ 桁低い、(ii) ラジカル分子が比較的多い、という 2 つの特徴がある。これらは円盤の鉛直方向の構造で説明できる (図 3.49)。円盤表面は低密度で中心星や星間からの紫外線・X 線によりラジカルの豊富な光解離領域になっている。一方、円盤中心面は低温・高密度で多くの分子がダストに凍結している。観測される分子の多くは、温度が適度に高く光解離から遮蔽された中間層にいると考えられる [210, 286]。

組成だけでなく同位体比も重要である。例えば重水素の元素存在度は D/H $\sim 10^{-5}$ であるが、地球の海水は $HDO/H_2O \sim 10^{-4}$、彗星や分子雲の水はさらに高い比を持つ。このような重水素濃縮は低温での化学反応に因るので、星間物質から惑星系物質にいたる熱史の指標になる。LkCa15 の円盤では DCO^+ が検出され星間物質に近い比 ($DCO^+/HCO^+ = 0.035$) が得られた [285]。

輝線観測は円盤の化学組成だけでなく物理構造の解明にも有用である。円盤半径の測定、輝線励起臨界密度を利用した円盤密度の推定 [234]、温度分布の推定 [231]、分子輝線幅による乱流速度の推定 [240]、イオン分子存在度による電離度の推定 [268] が行われている。

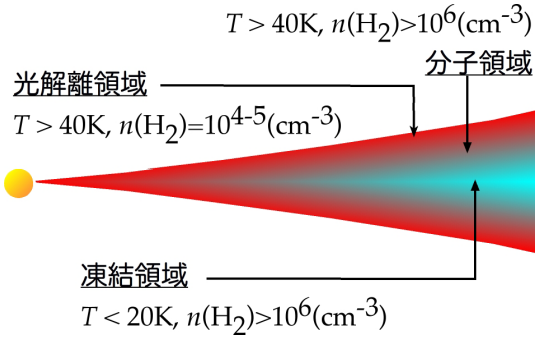


図 3.49: 化学組成に注目した円盤断面の模式図

(2) 高温領域のガス

半径 $r \leq 10$ AU では中心面温度が数 10K から数 100K 程度であり、様々な分子が氷ではなく気相に存在できる。大質量星形成領域で見られるホット・コア・ケミストリーのように、外側の半径から流れてきた氷が昇華して新たな気相反応系ができると予想される [209, 244]。しかしこの領域の分光観測は、現在水分子 (H_2)、一酸化炭素分子 (CO) といった単純な分子に限られており、主にガスの全存在量や円盤の物理構造の指標として注目されている。事実半径 1AU 以内の高温な ($T \geq 1000$ K) 円盤ガスから出ている CO と H_2O の振動遷移が検出されている [263, 264, 222]。H_2 回転輝線、H_3^+ 輝線の検出も報告されているが [277, 219]、追試観測では未検出である。

(3) 固体成分 (氷・シリケイト)

赤外では氷とシリケイトの吸収・放射を観測できる (シリケイトについては前節参照)。*ISO* は 2 つの円盤で、中心面から離れた比較的温度の高い領域にある H_2O 氷の放射 (45μm) を検出した [224]。一方、円盤中心面の氷観測は難しい。中心星を光源とした吸収スペクトル観測では、視線方向に氷の存在領域が重なる必要があるが、円盤が星を完全に隠すような角度では減光が大きすぎて観測できない。また氷が周囲の分子雲ではなく円盤内にあることを確かめるのが難しい。このような困難にも関わらず CO や H_2O 氷の検出が報告されている [278, 207]。

残されている問題点

(I) より微量な成分の検出

星間で 100 種以上の分子種が検出されているのに対し、円盤で検出されている分子は 10 種程度と少ない。電波・赤外ともに感度を向上し、より多くの分子種、同位体の検出が望まれる。

(II) 分子組成の空間分布

赤外でのガス・氷観測は円盤を空間分解していないので、観測した成分の存在領域は理論で推定するしかない。電波では干渉計観測が行われ、ガス組成の半径分布を示唆する結果もある [267] が、その分解能 ($\geq 1''$) は半径 100 AU 以内の組成分布を探るには不十分である。

(III) 天体ごとの違い、進化段階による違い

分子雲との切り分けが難しいことから、今までに電波で分子輝線サーベイが行われた天体は 6 天体程度である。観測天体を増やし、天体毎の組成の違い、原始星からデブリ円盤にいたる各進化段階での組成を調べる必要がある。

今後の方針と観測への提言

上記 (I)(II) の解決には感度と分解能の飛躍的な向上が必要である。太陽系近傍の星形成領域で円盤を空間分解するには $0\farcs1$ より高い分解能が必要である。これは電波では ALMA により達成される。高空間分解能では beam dilution が減り実質的な感度向上にもなる。赤外観測では H_2、 CO、 H_2O などの主要構成成分について空間分解した複数遷移観測が望まれる。H_2 は Spitzer によって観測されるが、空間分解はできない。比較的高い存在量が期待されるが電波領域に遷移のない CH_4 や H_3^+ なども赤外での検出が望まれる。これらの分子については空間分解ができなくても、CO 振動遷移について行われているように複数輝線観測ができれば、輝線強度やプロファイルから分布を推定できる。

上記 (III) の解決には、感度向上の他に分子雲では励輝されない高励起輝線の観測が有効である。原始星周りの円盤やデブリ円盤については H_2 や CO の高励起回転遷移や振動遷移でまず回転円盤やガス成分の存在自体を調べなくてはならない。

これらの観測においてダスト観測や理論モデルとの連携は非常に重要である。ガスや氷の輝線・吸収線はそもそもダスト連続波に対する差引として検出され、連続波が光学的に厚く視線方向の温度勾配もないと輝線・吸収線はでない。円盤は半径方向にも鉛直方向にも構造をもつ天体なので、ダスト連続波観測を再現するような円盤モデル (ダスト温度・密度分布) を作り、モデルからガスの温度と組成、輝線・吸収線強度を予想するこ

とが観測データを解釈する上で必要となる。このような手順は、化学組成だけでなく、ダストの成長やガスの散逸を調べる上でも有効である。

3.8.5 惑星とガス円盤の相互作用

現在の理解のまとめ

惑星は、原始惑星円盤内で微惑星集積過程により形成されたと考えられている。原始惑星円盤内においては、ガスとの重力相互作用によって惑星は比較的短い時間で動径方向に (通常内側へ) 移動することが、多くの研究者により指摘されてきた (例えば、[281, 254, 275])。灼熱巨大ガス惑星 (Hot Jupiter) などの系外巨大惑星は、この惑星移動により中心星へ落下して、中心星に近い軌道を周回するようになったと考えられている。一方、見積もられた惑星落下時間は円盤の寿命や惑星形成の時間よりも短いことから、「惑星落下問題」として惑星形成理論の重大問題となっている。また、この惑星円盤間の重力相互作用による原始惑星系円盤の間隙形成は、惑星移動やガス捕獲と密接に関係しており重要である。系外巨大惑星の軌道付近で円盤間隙が観測されれば、それにより円盤間隙形成や惑星円盤間の重力相互作用に制約をつけられるであろう。まず以下では、 惑星円盤間の重力相互作用による惑星移動と間隙形成に関して現状で理解されていることをまとめる。

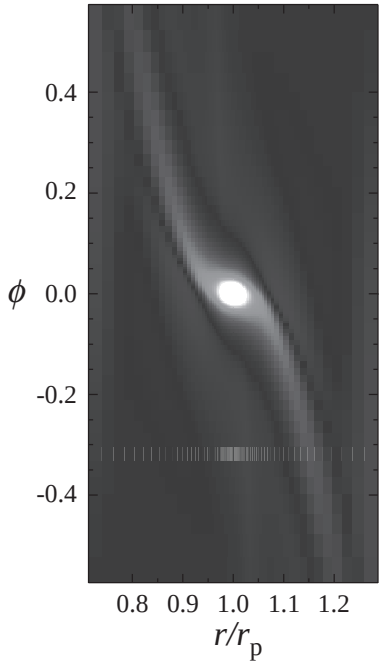


図 3.50: 惑星重力によりガス円盤に励起される密度波。[261] の数値流体計算結果より。

(i) 惑星円盤間の重力相互作用による惑星移動　ガス円盤による惑星移動は、惑星軌道付近で原始惑星系円盤 (以下ガス円盤) に間隙がつくられているどうかで、タイプ 1(間隙なし) とタイプ 2 (間隙あり) に類別される。これら 2 つの惑星移動のタイプについて説明する。

タイプ 1 の惑星移動は、ガス円盤に惑星が密度波を励起した際に惑星が受ける反作用によって引き起こされ、通常惑星は中心星に落下していく。これによる惑星移動時間は、林モデルのガス円盤内の 1 天文単位の位置に地球質量の惑星がある場合で、10 万年程度である [281]。このタイプ 1 の惑星移動時間が惑星形成時間などより短いため、惑星落下問題が生まれている。タイプ 1 の惑星移動の正しさを確かめるため、密度波の線形計算や流体数値計算による再検討がなされてきたが、落下時間の大幅な変更は見つかっていない (例えば、[252, 259, 275, 213, 230])。これら従来の研究ではガス円盤は層流状態にあるとされていたが、最近、ガス円盤が乱流状態にある場合に、それが惑星移動にどのような影響があるかが流体数値計算により調べられ始めた [265]。その結果から、乱流によって惑星移動の方向がランダムに変化する効果があることが明らかになった。しかし、平均的な惑星移動速度がどの程度影響を受けるかは未だ明らかではない。

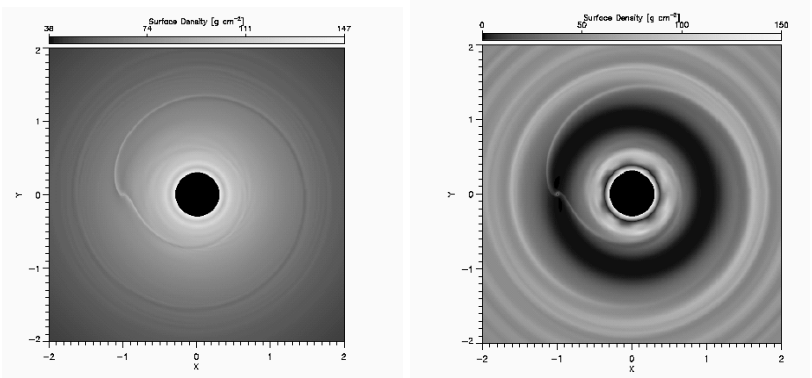


図 3.51: 惑星とガス円盤の相互作用。タイプ 1 の場合 (上：間隙なし) とタイプ 2 の場合 (下：間隙あり) の比較。[213] より抜粋。

タイプ 2 の惑星移動は、惑星が成長しその強い重力でガス円盤に間隙を形成した段階において、惑星がこの間隙に重力的に閉じ込められ、ガス円盤の降着とともに移動することで起こる。移動方向は、ガス円盤の外側部分ならば外側だが、大部分のガスは中心星に落ちるので、通常、内側である。中心星の極近くを周回する系外灼熱巨大惑星の起源は、タイプ 2 の惑星移動により説明できると考えられている [255, 279, 280, 212]。タイプ 2 の惑星移動時間は、ガス円盤の進化時間によって決まるが、百万年から 1 千万年程度と考えられている。この移動時間は惑星成長時間と同程度なので、惑星形成理論においてそれほど障害とならない。従って、惑星がどの段階でガス円盤に間隙を形成して急激なタイプ 1 移動からゆっくりとしたタイプ 2 移動に移行するのかが重要な点である。

(ii) 惑星円盤間の重力相互作用によるガス円盤間隙形成　惑星によるガス円盤の間隙形成には、(a) 惑星重力による密度波の励起、(b) 惑星によるガス捕獲、(c) ガス円盤の粘性、(d) 惑星移動という 4 つの素過程が関係している。素過程 (a) と (b) は間隙を形成する効果で、(c) と (d) は間隙形成を妨げる効果。間隙が完全に形成されると惑星のガス捕獲は停止するので、間隙形成時期はこの点でも重要である。但し、タイプ 2 の移動に移行した段階では、間隙はまだ完全ではなくガス捕獲は継続すると考えられている。現在のタイプ 2 の移行条件では、惑星が 10 地球質量程度まで成長した段階と考えられている [282]。素過程 (a) において密度波が急激に減衰すると、円盤の狭い範囲に角運動量がわたされガス円盤の間隙は形成されやすくなる。従来、密度波の減衰は粘性によって進むと考えられていたが、[239] は、密度波の非線形効果で急激に減衰することを示した。この効果により、2、3 地球質量程度の惑星でも間隙形成が起こりタイプ 2 の移動に移行すると報告されている [269]。どの段階で間隙が完全に形成されガス捕獲が停止するかは難しい問題である。流体数値計算によると、間隙がある程度形成されても、円盤の端から惑星へ細いガスの流れがあり、ガス捕獲はなかなか停止しない。どの時点で停止するかは、流体数値計算の精度のため、明らかではない。

残されている問題点と今後の方針

以上のような現状から、惑星とガス円盤の相互作用に関して残されている問題は以下のようなものが挙げられる。

1. タイプ 1 の惑星移動の再検討。これまでの数値流体計算では惑星近傍でまだ十分な精度が得られていない。より精密な 3 次元数値計算が必要である。また、輻射エネルギー輸送の効果、円盤の乱流の効果も考慮する必要がある。

2. タイプ 1 の惑星移動を考慮した惑星集積過程モデルの構築。タイプ 1 の惑星移動によりどの程度惑星集積は加速されるのか。また、惑星を形成するためには、惑星移動がどの程度遅い必要があるのかを明らかにすることが必要である。

3. 現実的な円盤進化モデルを用いたタイプ 2 の惑星移動による灼熱巨大惑星形成モデルの構築。系外惑星の質量や軌道分布の観測結果と灼熱巨大惑星形成モデルと比較することにより、円盤進化モデルや円盤間隙形成に対して制約をつけることができるであろう。

4. ガス円盤間隙形成の再検討。ガス捕獲の効果で間隙形成はどの程度促進されるか。ガス円盤間隙形成が早い段階で起これば惑星落下問題は解決するので、どのような条件のもとで、ガス円盤間隙形成に必要な惑星質量が小さくなるかを明らかにすることが必要である。

観測への提言

惑星とガス円盤の相互作用の理論の不定性に制限を与えるものは原始惑星系円盤における間隙の観測である。例えば、間隙の幅とそれをつくっている惑星の質量が独立に観測されれば、これらより円盤の粘性率に制限を与えることができる。その惑星質量が数地球質量程度という小さいものであれば、間隙形成の最低惑星質量に

強い制限 (上限) を与えることになる。間隙形成を通じて惑星とガス円盤の相互作用に制限を与えることにより、同時に惑星移動時間や惑星落下問題に大きな影響を与える可能性も大きい。

3.8.6 惑星の初期進化

ここでは、物質科学的な記録が多く残され、豊富な知見が得られている固体惑星の初期進化について述べる。

現在の理解のまとめ

固体惑星は、表層部から中心に向かって大局的には大気 (気体)、地殻・マントル (岩石)、核 (金属鉄) に分かれている。これらの物質圏からなる構造が、いつどのように形成 (分化) し、その後どのような変化を遂げたのか (各圏の進化) を明らかにすることが惑星の初期進化論の主題である。

分化 放射性同位体を用いた研究により、このような構造の形成は惑星集積過程とほぼ同時に進行していたと推定されている。

核形成のタイミングは ^{182}Hf$-^{182}$W 系の研究から良い制約が得られている。地球と月の核形成は太陽系最古の固体物質である CAI(未分化な隕石中に見出されるカルシウムとアルミニウムに富む包有物) の形成から 3300 万年後にはほぼ完了していたと推定されている。同じ手法により、火星や大型の小惑星ベスタの核形成の年代は、CAI の形成からそれぞれ 1300 万年後および 400 万年後と推定されている。

地球大気 (含む海洋) では H、N、C は希ガスに比べて太陽組成からの存在度の減少の度合いが小さく、これはこれらの揮発性物質は希ガスも含めて大部分が一度固体に結びついたものに由来していることを示唆している。地球大気の形成のタイミングについては ^{40}Ar/^{36}Ar と ^{129}I $-^{129}$ Xe 系の研究から制約が得られており、現在の大気中の希ガスは、CAI 形成から数千万年以内に大部分が地球内部から脱ガスしたと推定されている。H_2O や CO_2 など化学的に活性な分子種も希ガスと同時に脱ガスし原始大気を形成したと推定されるが、これらはその後も地球内部と表層間を化学形態を変えつつ循環してきた。他の惑星では制約条件が乏しいが、地球と同様に初期に大規模な脱ガスによる大気形成が起こったと考えられている。

大気、地殻・マントル、核の分化は、微惑星集積による衝突エネルギーの解放によって惑星材料物質が加熱されたことによって促されたと考えられている。理論計算から惑星集積の後期には、巨大衝突や原始大気の保温効果などによって現在は固体として存在している物質も著しく融解し、マグマオーシャンによって地表が覆われていたと予想される。マグマオーシャンでは揮発性物質、珪酸塩、金属の重力分離が速やかに起こり、惑星の構造分化に中心的役割を果たしたと考えられる。

各圏の初期進化 惑星集積と同時に形成される初期の大気 (含む海洋) 分子組成は、現在とは異なり水素や一酸化炭素に富んだ還元的なものであった可能性が高い。これは金属鉄が共存するような環境では水素や炭素の化学形態は還元的になるからである。

大気の一部は宇宙空間へ散逸し、それによって大気組成は変化する。大気散逸の過程にはは大きく熱的散逸 (上層大気が太陽紫外線に加熱され惑星重力場から脱出)、非熱的散逸 (解離再結合や太陽風によるピックアップなど)、衝突侵食 (高速度衝突によって大気が吹き飛ばされる) がある。分子量が小さく揮発性の高い分子種ほど散逸されやすいため、還元型の初期大気は最初の数億年のうちに酸化型大気へ進化したと考えられている。ちなみにこの段階では金属鉄の大部分は核に沈み、大気成分の酸化還元にはほとんど影響しなくなっていたであろう。

金星軌道より十分外側 (約 0.8AU) では、集積中に生じた水蒸気大気は、集積エネルギーの解放が完了すると千年程度で凝結し海洋を形成する。より内側の軌道では強い太陽放射のために蒸発したままとなる。一方、火星軌道よりも外側では水の融点以上には気温を保つことが難しく、惑星表面に海洋は存在しにくい。

地殻は固体惑星の表面を覆う層を意味するが、これは惑星内部が部分的に溶け、固液の重力分離によって表層部に移動した珪酸塩からなり、内部にとどまった珪酸塩からなるマントルとは組成が異なる。さまざまな放射性同位体を用いた研究から、地殻とマントルは集積完了直後すでに分化していたことが分かっている。

地殻組成は天体によって著しく異なり、月では斜長岩、地球では花崗岩と玄武岩、金星と火星では玄武岩が主要な岩石種である。これには岩石圏の組成、特に含水量とアルカリ元素 (特に Na) 量の違いが反映していると考えられる。地殻の主な形成機構にはマグマオーシャンの固結とマントル対流に伴う火成活動がある。月ではマグマオーシャンの固結のある段階で低密度の斜長石が晶出し、それらが浮上して斜長岩地殻が形成されたらしい。他の惑星ではマグマのほうが結晶よりも低密度であり、マグマが表層部へ移動して火成活動を起こすと同時に地殻が形成されてきた。月のクレーター群にその痕跡が残されている隕石重爆撃も地殻の分化を促した可能性がある。

金属核のダイナモ作用は初期から存在したらしい。古地磁気学の研究から、地球では 34 億年前から現在と同程度の強度の固有磁場が存在していたことが分かっている。また火星では衛星探査によって南半球に地殻残留磁気が見つかっている。クレーター年代学から火星ではおよそ 38 億年前まで固有磁場が存在していたらしい。ダイナモ作用は金属核の対流で生じるが、これにはマントルの冷却速度がある程度以上に高い必要があると考えられている。火星の固有磁場が現在は消失しているのは、火星のマントル対流の不活発化が原因かもしれない。

残されている問題点

惑星の材料物質 惑星全体の鉄の酸化還元度や揮発性物質量がどのように決まったのかは不明である。隕石や彗星は惑星材料物質の化石と考えられているが、単純にこれらの混ぜ合わせでは惑星の組成は説明が難しく、現在は残されていない組成のものが惑星の材料物質の大部分を占めていた可能性がある。

初期大気の酸化還元度 還元的な大気のほうが生命の前駆物質の進化には都合が良いことが知られている。しかし観測的制約に乏しいため、そもそも地球をはじめとして固体惑星に還元的な大気が存在したのかどうか、存在したとしてどのくらいの期間還元的組成に保たれたのかはよく分かっていない。

初期地殻の形成 初期地殻の形成過程については地球では制約条件が少なくおぼろげにしか解明されていない。地球よりも古い岩石が残されている月ではより詳しいことが分かっているが、月と地球では岩石圏の組成の違いを反映して、地殻がまったく異なる過程で形成されていると考えられ、月についての知見を地球に直接当てはめることはできない。

隕石重爆撃の性質 隕石重爆撃は初期惑星の表層に大きな影響をもたらす。また揮発性物質や生命の起源物質の供給源として重要だったかも知れない。しかしどんな天体が衝突したのかについては必ずしもよく分かっていない。近傍の微惑星や破片から、彗星に至るまでさまざまな可能性がある。特に揮発性物質や大気の還元剤として働く金属鉄の供給フラックスはこれらの割合に左右される。

今後の方針と観測への提言

集積過程の継続期間と星雲ガスの寿命の関係 地球型惑星では集積期間の途中で星雲ガスが散逸したとする考えが有力視されているが、そのタイミングなどは不明な点が多い。大気の起源と内部構造の分化に密接に関係する問題なので、実際どうなのかを原始惑星系の観測から明らかにできれば面白い。

なお、軌道要素を説明する東工大チームの理論が正しければ、円盤ガス密度が初期の 1/1000 になるまでは火星サイズの原始惑星でストップ、巨大衝突は 1/1000 になったところで始まり, 1/10000 くらいになるまでに終了したということになる。

初期の大気組成・大気圧 原始惑星上での生命の前駆物質の進化を明らかにする上でも初期の大気組成や量を明らかにすることは大事だが、観測的制約条件はごく限られている。還元型大気から出発したとして、理論的にその寿命はせいぜい十万年くらいとするものから数億年以上とするものまで幅がある。これらを明らかにするには直接には系外惑星系での地球型惑星大気の組成と質量、間接的には散逸の原因となる中心星の紫外線および星風強度と年齢の関係を明らかにすることが重要である。

大気散逸過程 現在の地球でも地球を脱出した水素はジオコロナとして観測にかかっている。初期に激しい大気散逸が本当に起こるなら、惑星周辺に脱出気体の雲が観測できないだろうか。

地球サイズの天体の表面組成の進化 地球の形成後数億年間の地表面の状態はわずかな地球化学的データと、急速に冷え過去の情報が残されたより小さな天体のアナロジーからおぼろげに推定されているに過ぎない。反射スペクトル観測などによって表面を構成する物質 (鉱物、水、氷等) が同定できれば重要な情報となる。集積中の表面状態も観測にかかればなおよい。たとえばマグマオーシャンは検出できないだろうか。

隕石重爆撃の性質 隕石重爆撃は初期惑星の表層に大きな影響をもたらす。また揮発性物質や生命の起源物質の供給源として重要だったかも知れない。しかしどんな天体が衝突したのかはよく分かっていない。若い惑星系での内惑星領域の物質分布や化学的性質を明らかにすることが重要である。衝突破片塵の観測からも有益な情報が得られるかもしれない。

3.8.7 太陽系外縁部の構造

太陽系外縁部は、我々の太陽系の理解のフロンティアのひとつといえる領域である。1992 年までは、それまでの観測手法では見ることができず、したがってまったく見えていなかったのが、冥王星を含む太陽系外縁部といえるだろう。例外的に 1930 年には冥王星が発見されていたわけであるが、長い間、小さく奇妙な惑星として認識されたままで、第 9 惑星として、ある意味で誤った位置づけがなされてしまってきた。冥王星は太陽系外縁部に多数存在する小天体群、エッジワース・カイパー・ベルト天体 (Trans-Neptunian 天体、以下えくぼと略す) のひとつであり、なかでもそのサイズから言えば最大に部類に属する。観測技術の進歩に伴って、えくぼは軌道が決まったもので 700 を越える小天体が太陽系外縁部に発見され、太陽系外縁部は、われわれが想像していた以上に “混み合った” 天体が群れていることがあきらかになってきた。さらに、この構造がいったいどこまで伸びているかも未解決の問題となっている。えくぼの軌道分布を調べてみると、50 天文単位問題 (後述) が見えてくるが、2003 年になって 2003VB12 という天体が見つかり、太陽系外縁部そのものの “果て” を、われわれはまだ捉えていない可能性が大きくなってきたのである。

本章では、太陽系外縁部に関する現在の理解をまとめ、残された問題点と、それを解決するための一般的な提言を行う。

現在の理解のまとめ

(1) 外縁部探査の現状 えくぼは、一時期の捜索熱が冷めつつあることも手伝って、系統的なサーベイを行うグループは 3 グループに限られつつある。これまでに 700 を越えるえくぼ関連天体が発見され、軌道が決められているが、かなりの割合でロスト (見失われ、その後の観測で確認できなくなってしまうこと) されている。えくぼのもともとの暗さと、軌道運動周期がきわめて長く、軌道決定が短期間で困難であることに由来している。

平均の存在面密度は、1 平方度あたり一個となる等級が約 23 等であり、反射率が一定として、それらをサイズに焼き直すと、そのサイズ分布のべきは 3.6 から 4.8 程度である [246]。暗いところではべきが緩やかになっているのがすばる望遠鏡の探査で見つかっている [250]。その総数は 1km 以上のえくぼは、100 億個、50km 以上では 3 万個と見積もられている。また、総質量としては、サイズ分布 (べき 4)、空間密度 (1000km から 1km)、密度 1g/cc、反射率 7%を仮定すると、地球質量の 8%程度 (4.8×10^{24}kg) という値が得られている [246]。これらの推定値は研究者によって差があるものの、オーダーは変わらない。

えくぼの天体の数は 1000 を超えない程度なので、まだ小惑星帯のような細かい力学的構造が解明されているとはいえない。それでも、軌道の決まったえくぼは、当初から冥王星のような平均運動共鳴天体が目立っており、それ以外のものと大きく分かれていた。軌道の分布図を示す (図 3.52)。冥王星は海王星と 3:2 の平均運動共鳴にあるが、発見されるえくぼの $2-3$ 割が、同様の共鳴状態にある [238]。一方、共鳴にないえくぼでも、軌道離心率や傾斜角は、かなり大きい。1996 年以降には、えくぼの近日点が $40-45$ 天文単位と通常の場所にあるものの、遠日点が 100 天文単位を超えるえくぼが見つかり始めた。これらは衝突または力学的作用により、散乱されたものであると考えられている。2003VB12 という天体だけは、近日点も 90 天文単位と異常に大きく、新しいえくぼ関連天体の発見として注目されている [220]。

(2) えくぼの力学的特徴　これまでの軌道の特徴により、えくぼは (1) 共鳴天体 (レゾナント): 冥王星と同様、共鳴軌道にあるもの、(2) 至近散乱天体 (スキャッタード・ニアー): 太陽系内部へ散乱されたはぐれもの、(3) 拡散散乱天体 (スキャッタード・イクステンデッド): 外部へ散乱されたはぐれたもの、(4) 古典的天体 (クラシカル): それ以外の軌道を持つもの、の 4 分類が 2003 年の国際天文学連合総会第 20 委員会で推奨されているが、(2) は従来、ケンタウルス族と呼ばれていたものでもあり、まだ見直しの余地はある。なお、まだ明確な族は未発見である。

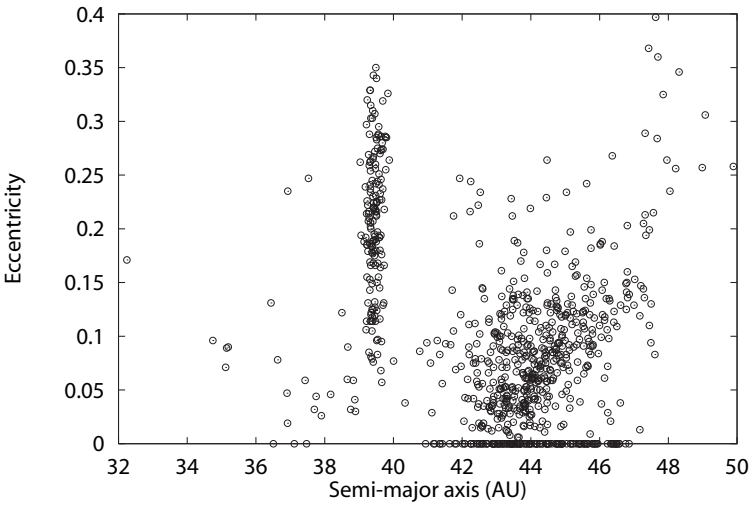


図 3.52: えくぼの軌道長半径 (a)– 軌道離心率 (e) 面上の分布

一方、観測が進むにつれて、高い確率 (1%以上) でのバイナリーの存在が明らかに成りつつある。バイナリーは、質量、内部構造や、密度への手がかりとなるだけでなく、その起源に深くかかわるものである。とりわけ衛星 – 母天体という関係ではなく、ほぼ同じ大きさの天体がペアをなしている連星系が多いのは、軌道進化や衝突過程を示す指標となりうる重要な情報であり、研究も進みつつある [237]。

(3) えくぼの物理的特徴　冥王星は最大のえくぼであり、他の天体で冥王星を越えるものは見つかっていない。しかし、大きさが 1000km を越えると考えられるえくぼは見つかっている。表面のアルベドは、数個で計測されているが、$4-13$%程度と、冥王星 – カロン系の $40-70$%を大きく下回っており、彗星核に近い。なお、彗星活動のある一部のケンタウルスでも $10-20$%である [246]。

表面のカラーは、非常に赤いのが特徴である。もちろん、ニュートラルのものもある。カラーによって大きく二つに分類されるという説 [276] と連続的に分布しているという説 [270, 218] がある。赤いのは宇宙線照射による赤化とされているが、それが相互の衝突や彗星活動でニュートラルに戻るというのが定説と成りつつある。実際、彗星活動を示すカイロンはニュートラルであり、彗星活動の兆候がないフォースは極めて赤い。一方、軌道分布とカラーの比率に相関があるという結果もある [232]。

これまでスペクトルが得られているえくぼは少ないながら、1.5μm および 2μm 帯水の氷の吸収が存在するものがある [214]。

(4) えくぼの理論的研究　えくぼを含む外縁部小天体の標準的な形成シナリオとしては、いわゆる惑星形成歴史の残滓、微惑星から成長していく途中の天体として捉えるというモデルが主役である。しかしながら、共鳴天体等の存在、また古典的天体であっても、その軌道の離心率や傾斜角が大きいことなどから、その場所で生まれたわけではなく、生成後にかなりの擾乱を受けているという認識で一致している。海王星が外側への移動

し、えくぼを集めながら、3:2 共鳴に押しやるシナリオ [256]、恒星接近による擾乱 [243]、火星サイズの天体の擾乱 [260]、海王星の永年摂動 [262] など、様々なメカニズムが提示されている。

さらに、現在の認識として、えくぼが内部への散乱をはじめ、大惑星の摂動による軌道進化を経て、現在の短周期彗星にまで進化するシナリオも定量化されつつある。えくぼが順行軌道の短周期すい星 (いわゆる木星族) の起源であることは疑う余地はない。

残されている問題点

えくぼの力学的な側面から見た問題点をまず述べよう。

太陽系外縁部の構造解明は、冥王星を含め 50 天文単位までのところが現在の観測手法で見えてきた段階といえる。これまで、いくら捜索しても、この 50 天文単位を近日点、遠日点とも超えているえくぼは見つからなかった。遠日点が超えるものは、たとえあっても散乱の結果として起源を考えるのは容易である。一方、観測限界を考えると、この 50 天文単位が特別な意味を持っているわけではない。これよりも遠い天体でも存在するならば、確実に発見されるはずなのである。ここでどうしてえくぼの分布がすっぱりと切れているのか、ほんとうにそうなのか、という問題を、これまでは 50 天文単位問題と称してきた。しかしながら、これは探査不足である可能性が強くなってきた。2003VB12 という天体の発見により、まだまだ 50 天文単位の先に確実に何かが存在し、構造が続いていることが明らかになったのである [220]。そして、その構造がどうなっているかは全く予測がついていない状況である。太陽系の構造を知る上で、外縁部は新たな謎を提起しつつあるといえるだろう。

もともと、エッジワースカイパーベルトとオールトの雲の関係についてもまったく研究は進んでいないといえるだろう。両者は生成の違いがあるとはいえ、では中間の構造があるかどうか、たとえば内部オールト雲と呼ばれる構造が実在するかどうか、まったく不明である [235]。

えくぼの物理学的な側面から見ると、その問題点は数多くある。

まず、発見されるえくぼの大きさの謎がある。冥王星よりももっと大きなサイズの天体があるかどうかという、どちらかというと興味本意の問題もあるが、根本的な問題点として、えくぼの部分集合であるはずの短周期彗星の核のサイズが、まったく現在発見されるえくぼのサイズとまったく一致していないことがあげられる。短周期彗星の核はサイズが数 km から数十 km と小さく、えくぼはもっと大きい。観測手法によるバイアスという話もあるが、軌道進化の途中でサイズ分布を変える物理進化を考える必要性も指摘されている。また、サイズ分布の暗い部分は大望遠鏡でしかできないが、単一のべきで表せない可能性があり [250]、これが彗星核まで適用できるのか、また、サイズ分布の折れ曲がりが、衝突履歴や集積過程を示すのか、理論的な研究を含めて問題として残されている。

物理進化は確実に起こっている。それは表面の反射能 (アルベド) やカラー (色) に集約される。彗星活動を始めているえくぼ天体 (ケンタウルス族) は、色がニュートラルであるのに対し、そうでない天体はきわめて赤い。この赤い色の物質は、一部ではウルトラレッドマターと呼ぶが、短周期彗星では全く見られない。物理進化の過程でこういった物質がどこへいったのか。彗星活動に関連しての進化 (変化) だけでなく、えくぼ帯でも、相互衝突によるリフレッシュを考えることで、色や反射能のバラエティを説明できる可能性がある。色と軌道の分布や、そもそも色によってグループ分けが可能かどうかで、大きく二つに分けられると主張する意見 [276] と、分布は連続的であるという説 [270, 218] があり、決着はついていない。

今後の方針と観測への提言

前節で述べた未解決の問題点をよくよく考えてみると、主に観測限界に起因している比重が大きいことがわかる。それも技術的な問題ではなく、どちらかというとい既存の観測技術を “ふんだん” に用いることで解決できる見込みがある。

その代表が、えくぼの軌道分布、構造の研究であろう。もともとロストするようなケースが多いというのは、結局、発見に使われるクラスの天体望遠鏡が追跡に使えないと言うことが主要因である。すなわち、世界的に

マシンタイムが不足しているだけなのである。捜索だけでなく、追跡による軌道決定されたサンプルを増やすためには、サーベイ専用望遠鏡が必要である。すでに 4m 望遠鏡 (Discovery Channel Telescope) や、2m×4 台 (Pan-STARRS; [247]) などが建設に入りつつあり、このような状況はいずれは解消されて行くに違いない。

もともと、軌道決定されたサンプル数は、小惑星の研究史と比較すれば、やっと初期の族が見えてきた段階にすぎない。今後の重点的なサーベイによって、太陽系外縁部の姿が次第に明らかになっていくことだろう。

短周期彗星との関係、あるいはえくぼの集積履歴を知る上で重要なサイズ分布の暗い部分の研究においては、ある程度の技術革新が必要かもしれない。ハッブル宇宙望遠鏡で得られたえくぼのサイズ分布の結果は信用されていない。それも捜索領域の狭さに起因している。より深くより広視野でのサーベイが必要である。

一方、えくぼの太陽散乱光を検出するのではなく、えくぼが動くことで背景の恒星を食すケースを利用し、シルエットを観測しようとする手法も考えられている。短時間の恒星減光現象として観測されるわけだが、こういった現象を捉え、サイズ分布や密度分布をえくぼだけでなくオールトの雲にまで拡げる方向での観測可能性が検討されている。大口径望遠鏡でも試験的に始まりつつあるが、これも MACHO 捜索のように専用望遠鏡化して運用する計画もある (台湾の TAOS 計画; [211])。

一方、物理観測のためにも、マシンタイムは圧倒的に不足している。これは既存の大型望遠鏡でも構わないが、日本のコミュニティとして、太陽系惑星科学専用望遠鏡があってもよい。当初、SSS(Solar System Surveyor) の構想があったものの、現在は世界情勢をにらみつつ、広く惑星科学の研究者を巻き込みつつ、$2-4$m クラスの望遠鏡 (Planetary Telescope) を構想している。

えくぼは太陽系外縁部であるために熱赤外線での観測はまだ非常に困難である。宇宙望遠鏡による熱赤外線観測が可能となれば、可視光とのデータを考慮することで、そのサイズと反射能を決められるばかりでなく、明るいえくぼに関しては、赤外線領域でのスペクトルを得られるだろう。そうなれば、H_2O 氷だけでなく有機物関連の CH 結合物質など、興味ある分子の存在が明らかになる可能性がある。

3.8.8　系外惑星系

現在の理解のまとめ

2004 年秋までに 130 個以上の系外惑星が発見されている。これまでの系外惑星の観測方法は、惑星公転による恒星のふれが引き起こす恒星光のドップラー遷移や惑星の恒星面通過を利用するものである。これらの観測方法に起因するバイアスから、これらは木星質量程度またはそれ以上のもので、比較的軌道長半径が小さい惑星である。

大きな質量から、これらは木星や土星のような巨大ガス惑星であると考えられている。軌道などには以下のような多様性がある。

1. 灼熱巨大惑星

   軌道長半径は 0.1AU 以下。軌道離心率は小さい。中心星との潮汐相互作用が効いている考えられ、軌道離心率は下げられ、公転と自転がロッキングしていて中心星のほうに常に同じ面を向けていると考えられる。

2. 大軌道離心率惑星

   軌道長半径は 0.1AU 以上。軌道離心率は太陽系の巨大惑星が < 0.05 であるのに対して、発見された系外惑星の大半は > 0.1 の軌道離心率を持っている。$0.5-0.9$ というような長楕円軌道のものも多数ある。

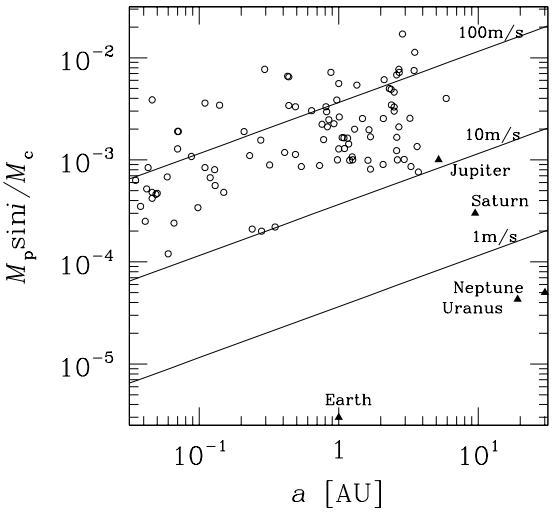


図 3.53: 発見された系外惑星の 質量 M_p(中心星質量 M_c で規格化してある) と軌道長半径 a の分布。系外惑星の質量には視線方向と軌道面法線がなす角 i の不定性から来る $\sin i$ の不定性がある。太陽系惑星も三角でプロットしてある。斜めの実線のは中心星が太陽質量のときの中心星のドップラー遷移速度 $v_r = 1, 10, 100$m/s に対応するパラメータ。

3. 太陽系木星型惑星

   軌道長半径は 1AU 以上。軌道離心率は小さい。最近は観測精度が上がり、観測時間も長くなり、この型の惑星の割合が増えてきている。

これらの惑星系の起源は次のように考えられている。

1. 灼熱巨大惑星

   中心星から離れたところで形成された後に、ガス円盤との相互作用によって、中心星近くまで惑星が移動してきたという考えが有力である。0.1AU 以内では移動を止めるメカニズムが存在し、惑星がそこに留まりやすいのであろう。しかし、太陽系をはじめとして、移動を経験していないと思われる系外惑星も多数存在する。移動が起こる条件はわかっていないが、質量の大きな原始惑星系円盤から形成された場合、移動しやすいのかもしれない。複数の巨大惑星が形成され、それらが軌道不安定を起こして、その結果近点が中心星の潮汐力が効くところまで内側にきた惑星がその後円軌道化されたというアイデアもある。また太陽系標準円盤モデルの数十倍の質量の円盤からはその場形成も可能かもしれない。

2. 大軌道離心率惑星

   巨大惑星が 3 個以上形成された場合に、それらの相互重力で軌道不安定を起こした結果惑星の軌道離心率が大きくなるという考えが有力である。円盤との相互作用や、伴星、恒星遭遇によって軌道離心率が大きくなった可能性もある。質量の大きな原始惑星系円盤では、3 個以上の巨大惑星が形成される可能性は高い。

3. 太陽系木星型惑星

   移動もせず、巨大惑星が 2 個以下の場合は、太陽系型になる。比較的質量の小さな円盤から形成された場合はそうなると考えられる。形成の様子は太陽系形成シナリオに準ずる。

残されている問題点

1. 質量と軌道傾斜角の不確定性

   これまでに発見されている系外惑星のほとんどはドップラー法によるものなので、軌道傾斜角がわからず、そのため惑星質量の最小値しかわかっていない。これは惑星系の多様性を考える上で、重要な要素が 2 つ欠けていることになる。また、惑星系の安定性を考える上でもそれらは重要である。恒星面通過 (トランジット) で軌道傾斜角が押えられる惑星系は限られる。アストロメトリーとの併用で、軌道傾斜角は決定できるが、ドップラー法とアストロメトリーの両方で観測できる惑星は限られている。

2. 恒星の質量の依存性

   惑星系形成を系統的に述べるためには、惑星系が恒星の質量によってどのように変わるのかを知る必要がある。

3. 進化段階の異なる恒星の惑星系

   これまでは、もっぱら主系列段階の恒星での惑星検出が試みられてきた。しかしながら、惑星形成過程を知るためには、前主系列の T タウリ型星、Herbig Ae/Be 星での惑星検出が重要となる。また、ポスト主系列の赤色巨星、白色惑星での検出も、惑星系の進化、死を知る上で重要である。

4. 連星系

   恒星の 3 分の 2 は連星に属している。これまでは連星系での惑星の観測は間隔が 100AU 以上というような遠隔連星でしか、行なわれていない。しかし、近年 数十 AU くらいの間隔の連星でも惑星系が存在することが明らかになっている。また、近接連星では周連星惑星が存在するかもしれない。

5. 惑星系をもつ恒星

   惑星系をもつ恒星はどのような特徴があるのか。重元素比などがこれまでに注目を浴びてきた。恒星の重元素比は、かつて存在した原始惑星系円盤の重元素比と関連したり、惑星落下の情報を持っているかもしれないからである。またどのような環境にいるのか、いたのかも重要。

6. 小質量固体惑星の多様性

   惑星系の多様性とその起源を考えるとき、地球型惑星 (岩石惑星) や天王星型惑星 (氷惑星) がどのような質量でどのような軌道をもつかを知ることは重要である。

7. 次の関連する惑星系形成の素過程がわかっていない。

   (a) ダストから微惑星へ

   (b) 円盤の進化と消失

   (c) 巨大惑星形成時間の問題

   (d) 惑星とガス円盤の重力相互作用

   (e) 惑星系の安定性

   (f) 連星系での惑星系形成

今後の方針と観測への提言

1. 質量と軌道傾斜角の不確定性

   かつてあったはずの原始惑星系円盤と系外惑星の軌道面のずれはせいぜい 10° くらいと仮定すると (軌道離心率の大きな惑星には必ずしも成り立たないかもしれないが)、間接的には推定はできるかもしれない。たとえば、恒星の自転軸方向を確定できれば、それはたぶん、原始惑星系円盤と垂直方向であろう。また、主系列段階に入っていても、淡いダスト円盤が残っていることも多い。ダスト円盤と原始惑星系円盤の面は多分一致するだろうから、ダスト円盤の視線方向の傾きを調べればよい。

2. 軌道、質量以外の情報

   これまでは惑星の軌道要素や質量といった、点源としての天体力学的データにまずは注目してきた。しかし、それ以外の大きさを持った天体としてのデータ、たとえば、扁平率、自転軸の方向、磁場などのデータや、組成などの物質科学的データ、さらには衛星の存在の情報をなんとかして得ることが、その惑星の形成、進化、そして現在の状態を知る上で極めて重要となろう。

3. 恒星の依存性

   軽い恒星、重い恒星での惑星系の観測が必要。また、進化段階の異なる恒星 (前主系列の T タウリ型星、ハービック Ae/Be 星、赤色巨星、白色惑星) での惑星の検出が必要。連星系で観測ももちろん必要。重元素比や星形成環境の依存性も重要であろう。比較的若い主系列星の場合では、誕生した場所の環境を軌道を遡って復元できたりしないのか。

4. 小質量固体惑星の多様性

   すでに軌道半径が小さな氷惑星候補天体 (Hot neptune) もドップラー法により発見されている。これらは密度がガス惑星より高いはずなので、トランジットとの併用で、密度を知ることによって、同定できるかもしれない。

3.8.9 居住可能惑星

現在の理解のまとめ

これまでに生命が確認されている惑星は地球だけなので、まずは地球生命の誕生について考えられていることをまとめる。

1. 微惑星集積による脱ガスで CO_2・水蒸気大気 (100 気圧以上) 形成。
2. 集積率の低下に伴い原始大気が冷却。同時に H_2O が凝結し海洋形成。
3. CO_2 の一部は原始海洋中に溶解し岩石起源の陽イオンと結合して炭酸塩として沈殿する。その結果高圧の CO_2 分圧が低下して海が低温化し、生命の誕生により適した温度条件となる。
4. 地球化学的炭素循環により大気 CO_2 が炭酸塩として固定され長期的には N_2 を主成分とする大気へ進化する。ただし大気 CO_2 量は脱ガスと大気-陸面-海洋を結ぶ水循環の強さのバランスでコントロールされ、過去の暗い太陽の下では水循環が停止してしまわないよう CO_2 分圧は高い (40 億年前で数気圧程度)。
5. 磁場が誕生し、宇宙線が地表近くに入りこまなくなる。結果として、生命が浅海に上がり、光合成を始める。
6. 光合成により大気に酸素供給。それによりオゾン層が形成され、中心星の紫外線遮断。
7. 宇宙線、紫外線遮断により、生命の陸上進出。知的生命へとつながるエネルギー効率のよい酸素呼吸生命の誕生。
8. 月による自転軸傾斜角の安定化による気候安定化。

(1)–(4) の微生物誕生ということと、(5)–(8) の陸上高等生命の誕生に分けて考えることが必要であろう。後者は知的生命の問題にまでつながり、“CONTACT” といった文化的問題ともからんでくる。

残されている問題点

同時に初期の大気組成が $CO_2 - H_2O$ を主体とする酸化型大気であった可能性にも再検討が必要。固体惑星物質との化学反応を考えると H_2、CO、CH_4 等が大量に含まれていた可能性がある。そのほうが生命の前駆物質の合成には好都合とされている。

生命誕生で一番重要なのは液体相の海の存在であろう。液体相の海の存在は中心星の放射フラックスと惑星の大気量 (温室効果) でほとんど決まるであろう。これについては、Kasting や阿部などの研究がある。(3)(4) のように高圧の CO_2 大気が除去されることが本当に必要かどうかは要検討。

(5)–(7) については、これまではアイデアのみ。定性的な議論ですら不十分。

NASA の TPF では、バイオマーカーとして、オゾンが提案されているが、これは光合成生命のマーカーであり、制限されすぎている? 深海生命まで考えるならば、別のマーカーが必要。

生命居住可能条件で、これまでにある程度の研究があるのは、(2) の生命居住可能領域の話のみ。(3)–(8) について、いかなる力学的、熱的、物質科学的条件が必要なのか定量的議論が必要。

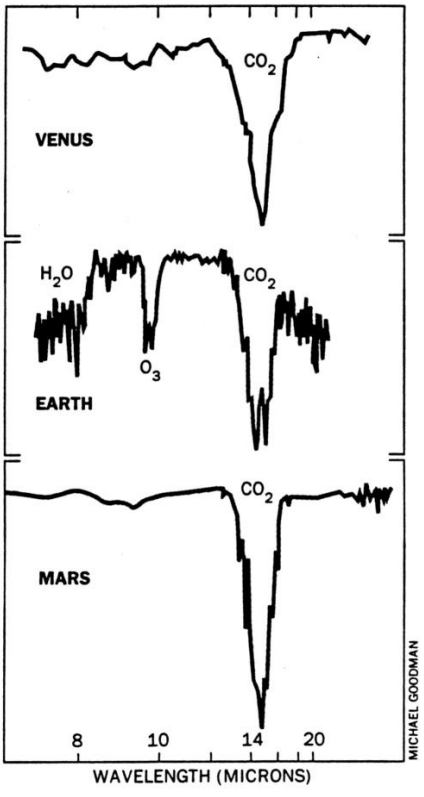


図 3.54: 金星、地球、火星の近赤外でのスペクトル (R. Hanel, NASA Goddard Space Flight Center より)

今後の方針と観測への提言

今後の方針として、以下の項目の検討を行なう。

1. 軌道安定性

   生命居住可能領域 (ハビタブル・ゾーン) にある地球型惑星の軌道が、巨大ガス惑星の重力でどのような影響を受けるのか? 巨大ガス惑星の最終状態だけではなく、移動、軌道不安定の最中での影響も考える。そもそも、生命居住可能性にとって、どの程度の軌道離心率が許容されるのか?

2. 自転軸安定性

   地球型惑星で衛星、自転速度が安定性に影響。衛星形成、自転の起源をより一般的に解明する。

3. 惑星や中心星の力学的条件

   (3)–(8) を、惑星形成理論とつなげるためには、惑星や中心星の力学的条件と結びつける必要。

   現在の地球のダイナモや現在の太陽の星風や紫外線の議論はあっても、一般の惑星に適用できるダイナモ理論や、星風や紫外線の強さが恒星の質量、進化段階、金属量などにどう依存するのかは、明らかになっているとは言い難い。これらを明らかにする。

4. 生命居住可能衛星

   生命居住可能領域に存在している、系外巨大ガス惑星もたくさん発見されている。系外巨大ガス惑星の衛星での居住可能性も要検討。巨大ガス惑星の衛星形成の一般論の確立。

5. 生命居住可能巨大惑星

   地球でも地中深くに非光合成生命なども発見されている。生命存在の可能性は広くとって考える必要がある。たとえば、ホット・ジュピターは中心星の潮汐力で常に同じ面を中心星に向けているが、その夜半球に生命は存在できないか? 表裏で 1000 度もの温度差ができるという計算結果もある。ただし、東西方向の帯状流が卓越する可能性やそもそも、ほんとうに自転と公転が同期するかといった基本的な部分の検討が必要。

観測への提言としては、

1. オゾンやメタン以外のバイオマーカー

   H_2O の海の存在の確実な検出方法はなにか? 観測可能なバイオマーカーは何か? 高圧の CO_2 大気除去による海の低温化が、生命誕生の必須条件ならば、CO_2 大気の量を精度よく観測できないか? 厚い CO_2 大気があると、金星のように自転軸が必然的に直立するという説もある。もしそれが正しいならば、自転軸が傾いているかどうかを観測すればいい。(傾いていることが必要条件)

2. 系外巨大ガス惑星の衛星は観測可能か?

3. ホット・ジュピターの大気構造や温度構造の情報は得られるか?

3.8.10 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
小久保英一郎	国立天文台理論研究部 (班長)	§ 3.8.6,§ 3.8.7
相川裕理	神戸大学理学部地球惑星科学科	§ 3.8.3
井田茂	東京工業大学大学院理工学研究科	§ 3.8.4,§ 3.8.5,§ 3.8.7,§ 3.8.8
倉本圭	北海道大学大学院理学研究科	§ 3.8.5,§ 3.8.7
田中秀和	東京工業大学大学院理工学研究科	§ 3.8.2,§ 3.8.4
田村元秀	国立天文台光赤外研究部	(観測アドバイザー)
中本泰史	筑波大学計算科学研究センター	§ 3.8.1,§ 3.8.3
百瀬宗武	茨城大学大学院理工学研究科	§ 3.8.1 (観測アドバイザー)
渡部潤一	国立天文台情報公開センター	§ 3.8.6
渡辺誠一郎	名古屋大学大学院環境学研究科	§ 3.8.2

付録：JASMINE による系外惑星探査 (郷田筆)

太陽系外惑星を探査する方法の一つとして、アストロメトリ (位置天文観測) による方法が挙げられる。すなわち、惑星による恒星運動のふらつきを測定する方法である。恒星と惑星が観測で分離できない場合は、恒星と惑星の光学中心のふらつきを実際は測定することになる。惑星がない場合は、天球上での恒星の運動は、一般には固有運動による直線運動と地球の年周運動に伴う楕円運動の組み合わせになるが、惑星がある場合は、惑星運動の効果により通常の組み合わせ運動からのずれが起こる。アストロメトリでは、そのずれが測定できるのである。恒星運動のふらつき自体は、恒星の視線速度からも測定できる (ドップラー法) が、ドップラー法と比べてアストロメトリーによる方法では、1) 惑星軌道の傾斜角 (軌道面と視線速度とのなす角度) に結果は依存せず、惑星の質量決定にこの不定性が入らない、2) 恒星の振動、回転の影響はない、などの長所があり、ドップラー法を補うものであり、有用な方法である。

ところで、今後の高精度位置天文観測として、ヨーロッパでは、GAIA、アメリカでは SIM と呼ばれる可視光の観測衛星計画がある。日本においても、天の川面上の星々の高精度位置天文観測を目的とした JASMINE (ジャスミン) と呼ばれる近赤外線による高精度位置天文観測計画が進行中で、いずれも 10 万分の 1 秒角という位置精度を達成目標としている。この精度だと、仮に、ある恒星の質量を太陽質量とし、この恒星の周りに太陽系と同様な位置に木星と同じ質量の惑星があったとすると、この惑星系が我々から 100pc の距離にあっても 20%の誤差で恒星のずれを測定可能である。おそらく、サーベイ型観測で大量の星を観測する GAIA や JASMINE によって、多数の惑星系が検出できるであろう。

さらに、重力レンズ効果による、恒星の位置のずれ運動 (位置天文的重力レンズ効果) の測定によっても惑星系を検出することが可能である。この方法によれば、地球質量程度の惑星でも、それが存在することにより、惑星が存在しない場合の (重力レンズ効果による) 楕円運動に対して大きな歪みを生じさせる場合があり、JASMINE、GAIA の精度で十分検出可能である。

以上のように、今後のサーベイ型高精度アストロメトリ観測は、多くの惑星系を検出し、惑星系解明に貢献することが期待できる。

参考文献

3.3 宇宙論、構造形成

[1] Alcock, C. 1998, ApJ, 499, L9

[2] Bahcall, J. N. et al., 2004, ApJ, 660, 520

[3] Bhattacharjee, P., & Sigl, G. 2000, Phys. Rep., 327, 109

[4] Bouchet, F. R., Peter, P., Riazuelo, A., & Sakellariadou, M. 2001, Phys. Rev., D65, 021301

[5] Chiba, M. 2002, ApJ, 565, 17; Dalal, N., & Kochanek, C. S. 2002, ApJ, 572, 25

[6] Chiba, M. et al. 2004, in preparation

[7] Chiba, T. 1999, Phys. Rev. D, 60, 083508

[8] Chiba, T. 2001, gr-qc/0110118, in the proceedings of Frontier of Cosmology & Gravitation ; J.-P. Uzan 2003, Rev. Mod. Phys., 75, 403

[9] Chiba, T., & Kohri, K. 2002, Prog. Theor. Phys., 107, 631

[10] Chiba, T., & Kohri, K. 2003, Prog. Theor. Phys., 110, 195

[11] Ciardi, B., & Loeb, A. 2000, ApJ, 540, 687

[12] e.g., Contaldi, C., Hindmarsh, M., Magueijo, J. 1999, Phys. Rev. Lett., 82, 2034

[13] Cowie, L. L., & Songaila, A. 1995, ApJ, 453, 596

[14] Dine, M., & Seiberg, N. 1985, Phys. Lett. B, 162, 299

[15] Dirac, P.A.M. 1938, Proc. Roy. Soc. (London), A165a, 198

[16] Endo, M., Kawasaki, M., & Moroi, T. 2003, Phys. Lett. B, 569, 73, and references therein

[17] Fujii, Y. et al., 2002, Nucl. Phys. B, 573, 377

[18] GAIA: http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/GAIA/

[19] Gamow, G. 1967, Phys. Rev. Lett., 19, 759

[20] Gasperini, M., Piazza, F., & Veneziano, G. 2001, Phys. Rev. D, 65, 023508

[21] Gaztañaga, E. et al., 2001, Phys. Rev. D, 65, 023506

[22] Hayashino, et al., in preparation

[23] Huterer, G., & Vachaspati, T. 2003, Phys. Rev. D, 68, 041301

[24] Inoue, K. T., & Chiba, M. 2003, ApJ, 591, L83

[25] Inoue, K.T. 2004, in preparation

[26] Ioka, K., & Nakamura, T. 2001, ApJ, 554, L163

[27] Ioka, K., & Nakamura, T. 2001, ApJ, 561, 703

[28] JASMINE: http://www.jasmine-galaxy.org/index.html

[29] Kogut, A. et al. 2003, ApJS, 148, 161

[30] Lamb, D. Q., & Reichart, D. E. 2000, ApJ, 536, 1

[31] Landriau, M., & Shellard, E. P. S. 2004, Phys. Rev. D, 69 023003

[32] Lloyd-Ronning, N. M., Fryer, C. L., & Ramirez-Ruiz, E. 2002, ApJ, 574, 554

[33] Loeb, A., & Perna, R. 1998, ApJ, 495, 597

[34] Matsubara, T., & Szalay 2002, ApJ, 574, 1

[35] Matsubara, T., & Szalay 2003, Phys. Rev. Lett. 021302

[36] Moustakas, L. A., & Metcalf, R. B. 2003, MNRAS, 339, 607

[37] Nagata, R., Chiba, T., & Sugiyama, N. 2002, Phys. Rev. D, 66, 103510

[38] Norris, J. P., Marani, G. F., & Bonnell, J. T. 2000, ApJ, 534, 248

[39] e.g., Primack, J. R. 2002, astro-ph/0205391, Proceedings of 5th International UCLA Symposium on Sources and Detection of Dark Matter, Marina del Rey, February 2002, ed. D. Cline

[40] Riess, S. G. et al. 2001, ApJ, 560, 49a

[41] Santos, M. R. et al. 2002, MNRAS, 336, 1082

[42] Sazhin, M. et al. 2003, MNRAS, 343, 353

[43] Shimasaku, K., et al., 2003, ApJ, 568, L111

[44] Shirasaki, Y., Matsuzaki, E., Mizumoto, Y. Kakimoto, F., Ogio, S., Yasuda, N., Tanaka, M., Yahagi, H., Nagashima, M., Kosugi, G. 2003, astro-ph/0305353

[45] Thorsett, S. E. 1996, Phys. Rev. Lett., 77, 1432

[46] Tonry, J. L. et al. 2003, ApJ, 594, 1

[47] Totani, T. 1997, ApJ, 486, L71

[48] Totani, T. 2003, ApJ, 586, 735

[49] Totani, T., et al. SUBARU proposal S03A-IP-2

[50] Totani, T. et al. 2001, ApJ, 550, L137

[51] Vilenkin, A. 1981, Phys. Rev. D, 23, 852; 1984, ApJ, 282, L51

[52] Wambsganss, J. 2002, astro-ph/0207616 'Where's the Matter? Tracing Bright and Dark Matter with the New Generation of Large Scale Surveys', Eds. M. Treyer & L. Tresse (Frontier Group, 2002)

[53] Webb, J. K. et al. 1999, Phys. Rev. Lett., 82, 884

[54] Webb, J. K. et al. 2001, Phys. Rev. Lett., 87 091301

[55] Webb, J. K. et al. 2003, Astrophys. Space Sci., 283, 565

[56] Weinberg, S. 1989, Rev. Mod. Phys., 61, 1

[57] Yokoyama, J. 2003, PASJL, 55, L41

3.4 クエーサー、活動的銀河中心核

[58] Akiyama, M., Ueda, Y., Ohta, K., Takahashi, T., & Yamada, T., 2003, ApJS, 148, 275

[59] Croom, S. M., Smith, R. J., Boyle, B. J., Shanks, T., Loaring, N. S., Miller, L., & Lewis, I. J. 2001, MNRAS, 322, L29

[60] Ford, H. C., et al. 1994, ApJL, 435, L27

[61] Haiman, Z. & Loeb, A. 1998, ApJL, 503, 505

[62] Hayashida, K. 2000, New Astronomy Review, 44, 419

[63] Ho, L. C. & Peng, C. Y. 2001, ApJL, 555, 650

[64] Imanishi, M. 2002, ApJL, 569, 44

[65] Imanishi, M. & Maloney, 2003, ApJL, 588, 165

[66] Jaroszy'nski, M., Wambsganss, J., Paczy'nski, B., 1992, ApJ, 396, L65

[67] Kaspi, S., Smith, P. S., Netzer, H., Maoz, D., Jannuzi, B. T., & Giveon, U. 2000, ApJL, 533, 631

[68] Kato, S., Fukue, J., Mineshige, S., 1998, Black-Hole Accretion Disk (Kyoto Univeristy Press)

[69] Kormendy, J. & Richstone, D. 1995, ARAA, 33, 581

[70] Macchetto, F., Marconi, A., Axon, D. J., Capetti, A., Sparks, W., & Crane, P. 1997, ApJL, 489, 579

[71] Maiolino, R., & Rieke, G.H., 1995, ApJ, 454, 95

[72] Marconi, A., Risaliti, G., Gilli, R., Hunt, L. K., Maiolino, R., & Salvati, M. 2004, MNRAS, 351, 169

[73] Merritt, D. & Ferrarese, L. 2001, ApJL, 547, 140

[74] Mineshige, S., Yonehara, A., 1999, PASJ, 51, 497

[75] Oguri, M., 2002, ApJ, 580, 2

[76] Oh, S. P., Nollett, K. M., Madau, P., & Wasserburg, G. J. 2001, ApJL, 562, L1

[77] Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H. 2002, AJ, 124, 266

[78] Peterson, B. M. & Wandel, A. 1999, ApJL, 521, L95

[79] Rees, M. J. 1984, ARAA, 22, 471

[80] Richards, G. T., et al. 2002, AJ, 123, 2945

[81] Risaliti, G., Maiolino, R., & Salvati, M., 1999, ApJ, 522, 157

[82] Tanaka, Y., et al. 1995, Nature, 375, 659

[83] Ueda, Y., Akiyama, M., Ohta, K., & Miyaji, T., 2003, ApJ, 598, 886

[84] Wada, K. & Norman, C. A. 2002, ApJL, 566, L21

[85] Wambsganss, J., Paczy'nski, B., 1991, AJ, 102, 864

[86] Yonehara, A., 2001, ApJ, 548, L127

[87] Yonehara, A., Mineshige, S., Takei, Y., Chartas, G., Turner, E.L., 2003,

[88] Yu, Q. & Tremaine, S. 2002, MNRAS, 335, 965

3.5　銀河、銀河団

[89] Akiyama, M., Ueda, Y., Ohta, K., Takahashi, T. & Yamada, T. 2003, ApJS, 148, 275

[90] Baugh, C. M., Benson, A. J., Cole, S., Frenk, C. S., Lacey, C., 2002, astro-ph/0203051

[91] Becker, R. H., et al., 2001, AJ, 122, 2850

[92] Bender, R., Burstein, D., Faber, S. M., 1992, 399, 462

[93] Bullock, J. S., Wechsler, R. H., & Somerville, R. S. 2002, MNRAS, 329, 246

[94] Carilli, et al., 2002, AJ, 123, 1838

[95] Cen, R., 2003, ApJ, 591, 12

[96] Chapman, et al., 2003, Nature, 422, 695

[97] Cen, R., Ostriker, J. P. 1999, ApJ, 519, L109

[98] Cowie, L. L., Songaila, A., Hu, E. M., Cohen, J. G., 1996, AJ, 112, 839

[99] Cowie, L. L., Hu, E. M., 1998, AJ, 115, 1319

[100] Dickinson, M., 2000, in the *Philosophical Transactions of The Royal Society, Series A*, astro-ph/0004028

[101] Erb, D. K., Shpley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., Adelberger, K. L., Hunt, M. P., Moorwood, A. F. M., Cuby, J-G., 2003, ApJ, 591, 101

[102] Faber, S. M., Jackson, R. E., 1976, ApJ, 204, 668

[103] Fan, X., et al., 2002, AJ, 123, 1247

[104] Fardal, M. A., Katz, N., Gardner, J. P., Hernquist, L., Weinberg, D. H., & Davé, R. 2001, ApJ, 562, 605

[105] Geller, M. J. & Huchra, J. P. 1989, Science, 246, 897

[106] Giavalisco, M., Steidel, C. C., Macchetto, F. D., 1996, ApJ, 470, 189

[107] Haiman, Z., 2002, ApJ, 576, 1

[108] Hamana, T., Ouchi, M., Shimasaku, K., Kayo, I., & Suto, Y. 2004, MNRAS, 347, 813

[109] Kamaya, H., Silk, J., 2002, MNRAS, 332, 251

[110] Kauffmann, G., Charlot, C., 1998, MNRAS, 297, 23

[111] Kodama, T., Arimoto, N., Barger, A. J., Aragón-Salamanca, A., 1998, A&A, 334, 99

[112] Kodama, T., Bower, R. G., 2001, MNRAS, 321, 18

[113] Kodama, T., Smail, I., Nakata, F., Okamura, S., Bower, R. G., 2001, ApJ, 562, L9

[114] Kodama, T., Bower, R. G., 2003, MNRAS, 346, 1

[115] Kodama, T., et al., 2004a, MNRAS, 350, 1005

[116] Kodama, T., et al., 2004b, in preparation

[117] Kodaira, K., et al., 2003, PASJ, 55, L17

[118] Kormendy, J., & Richstone, D. 1995, ARAA, 33, 581

[119] Lilly, S., et al., 1998, ApJ, 500, 75

[120] Loeb, A., Barkana, R. & Hernquist, L., 2004, astro-ph/0403193

[121] Lowenthal, J. D., et al., 1997, ApJ, 481, 673

[122] Madau, P. & Rees, M., 2000, ApJ, 542, L69

[123] Matsuda, Y. et al. 2004

[124] Minowa, K., et al., 2004, in preparation

[125] Mizusawa, H., Nishi, R., Omukai, K., 2004, PASJ, 56, 487

[126] Mizusawa, H., Nishi, R., Omukai, K., 2004, in preparation

[127] Moustakas, L. A. & Somerville, R. S. 2002, ApJ, 577, 1

[128] Oh, S. P., 1999, ApJ, 527, 16

[129] Ohta, K., et al., 2000, PASJ, 52, 557

[130] Okoshi, K., Nagashima, M., Gouda, N., Yoshioka, S., 2004, ApJ, 603,12

[131] Omukai, K., Kitayama, T., 2003, ApJ, in press

[132] Omukai, K., Nishi, R., 1998, ApJ, 508, 141

[133] Ouchi, M. et al., 2003, ApJ, 582, 60

[134] Ouchi, M. et al., 2004, ApJ, 611, 685

[135] Pettini, M., 2003, astro-ph/0303272

[136] Pozzetti, L., et al., 2003, A&A, 402, 837

[137] Press, W. H., Schechter, P., ApJ, 187, 425

[138] Rauch, M. 1998, ARAA, 36, 267

[139] Ripamonti, et al., 2002, MNRAS, 334, 401

[140] Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B. F., Matthews, K., Neugebauer, G., Scoville, N. Z. 1988, ApJ 325, 74

[141] Santos, M., 2004, MNRAS, 349, 1137

[142] Sawicki, M., 2002, AJ, 124, 3050

[143] Schaerer, D. 2003, A&A, 397, 527

[144] Shimasaku, K., et al., 2003, ApJ, 568, L111

[145] Simard, L., et al., 1999, ApJ, 519, 563

[146] Sokasian, A., Yoshida, N., Abel, T., Hernquist, L. & Springel, V., 2003, astro-ph/0307451

[147] Songaila, A. 2001, ApJ, 561, L153

[148] Spergel, D. N., et al., 2003, ApJS, 148, 175

[149] Steidel, C. C., Pettini, M., Hamilton, D., 1995, AJ, 110, 2519

[150] Susa, H., Umemura, M., 2004, ApJ, 600, 1

[151] Susa, H., Umemura, M., 2004, ApJ, 610, L5

[152] Taniguchi, Y., et al., 2003, ApJ, 585, L97

[153] Tully, R. B., Fisher, J. R., 1977, A&A, 54, 661

[154] Ueda, Y., Akiyama, M., Ohta, K. & Miyaji, T. 2003, ApJ, 598, 886

[155] van den Bosch, F. C., Yang, X., & Mo, H. J. 2003, MNRAS, 340, 771

[156] van Dokkum, P. G., Franx, M., Kelson, D. D., Illingworth, G. D., 1998, ApJ, 504, L17

[157] van Dokkum, P. G., Stanford, S. A., 2003, ApJ, 585, 78

[158] Verde, L. et al. 2002, MNRAS, 335, 432

[159] Vogt, N. P., et al., 1997, ApJ, 479, L121

[160] White, R. L., Becker, R. H., Fan, X. & Strauss, M. A., 2003, AJ, 126, 1

3.6 銀河系、局所銀河

[161] Aoki, W. et al. 2002, ApJ, 576, L141

[162] Beers, T. C. et al. 1992, AJ, 103, 1987

[163] Bekki, K. & Chiba, M. 2001, ApJ, 558, 666

[164] Brook, C. B. et al. 2003, ApJ, 585, L125

[165] Buonanno, R. et al. 1994, A&A, 290, 69

[166] Chiba, M. & Beers, T. C. 2000, AJ, 565, 17

[167] Christlieb, N. et al. 2002, Nature, 419, 904

[168] Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748

[169] Ferguson, A. M. N. et al. 2002, AJ, 124, 1452

[170] Ibukiyama, A. & Arimoto, N. 2002, A&A, 394, 927

[171] Ikuta, C. & Arimoto, N. 2002, A&A, 391, 55

[172] Ikuta, C., Arimoto, N., Jablonka, P. 2003, ApSS, 284, 589

[173] Karachentsev, D. I., et al. 2003, A&A, 398, 479

[174] Malin, D. & Hadley, B. 1997, PASA, 14, 52

[175] Mendez, B., et al. 2002, AJ, 124, 213

[176] Olsen, K. A. G., Blum, R. D., & Rigaut, F., 2003, AJ, 126, 452

[177] e.g., Sakamoto, T. et al. 2003, A&A, 397, 899

[178] Samland, M. & Gerhard, O. E. 2003, A&A, 399, 961

[179] Searle, L. & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357

[180] Shetrone, M. D., Coté, P., Sargent, W. L. W. 2001, ApJ, 548, 592

[181] e.g., Shigeyama, T. et al. 2003, ApJ, 586, L57

[182] Unavane, M. et al. 1996, MNRAS, 278, 727

[183] Venn, K. A. et al. 2004, AJ, 128, 1177

3.7 恒星物理、星形成、超新星、晩期型星

[184] Aoki, W., Norris, J.E., Ryan, S.G., Beers, T.C., & Ando, H. 2002a, ApJ, 576, L141

[185] Beers, T. C., Preston, G. W., Schectman, S. A. 1992, AJ, 103, 1987

[186] Bessell, M. S. & Norris, J. E. 1984, ApJ, 285, 622

[187] Branch, D., Doggett, J. B., Nomoto, K., & Thielemann, F.-K. 1985, ApJ, 294, 619

[188] Christlieb, N., Green, P. J., Wisotzki, L., Reimers, D. 2001, A&A, 375, 366

[189] Christlieb, N., Bessell, M.S., Beers, T.C., Gustafsson, B., Korn, A., Barklem, P.S., Karlsson, T, Mizuno-Wiedner, M., & Rossi, S. 2002, Nature, 419, 904

[190] Garnavich, P. M. et al. 1998, ApJL, 493, L53

[191] Hamilton, A. J. S. & Fesen, R. A. 1988, ApJ, 327, 178

[192] Hamuy, M., Phillips, M. M., Suntzeff, N. B., Schommer, R. A., Maza, J., & Aviles, R. 1996, AJ, 112, 2391

[193] Hillenbrand, 1997, AJ, 113, 1733

[194] Kobayashi, C., Tsujimoto, T., Nomoto, K., Hachisu, I., & Kato, M. 1998, ApJL, 503, L155

[195] Marietta, E., Burrows, A., & Fryxell, B. 2000, ApJS, 128, 615

[196] McWilliam, A., Preston, G. W., Sneden, C., & Searle, L. 1995, AJ, 109, 2757

[197] Nomoto, K., Thielemann, F.-K., & Yokoi, K. 1984, ApJ, 286, 644

[198] Norris, J. E., Ryan, S. G., & Beers, T. C. 2001, ApJ, 561, 1034

[199] Perlmutter, S. et al. 1997, ApJ, 483, 565

[200] Phillips, M. M. 1993, ApJL, 413, L105

[201] Schweizer, F. & Middleditch, J. 1980, ApJ, 241, 1039

[202] Shigeyama, T., & Tsujimoto, T. 1998, ApJ, 507, L135

[203] Umeda, H., & Nomoto, K. 2003, Nature, 422, 871

[204] Wu, C.-C., Leventhal, M., Sarazin, C. L., & Gull, T. R. 1983, ApJL, 269, L5

[205] Wu, C., Crenshaw, D. M., Fesen, R. A., Hamilton, A. J. S., & Sarazin, C. L. 1993, ApJ, 416, 247

3.8　惑星系、太陽系

[206] 岡本美子, 片坐宏一, 本田充彦, 山下卓也, 宮田隆志, 酒向重行, 尾中敬, 藤吉拓哉, 左近樹, 2004, 地球惑星関連学会合同大会.

[207] 寺田宏, 小林尚人, Alan Tokunaga, 表泰秀, 後藤美和, 高遠徳尚, 高見英樹, 2003, 日本天文学会秋季年会

[208] 渡邊 誠一郎, 井田 茂, 1997, 比較惑星系形成論, 『比較惑星学』第 3 章, 岩波講座 地球惑星科学 12, 131.

[209] Aikawa, Y., Umebayashi, T., Nakano, T., & Miyama, S. M. 1999, ApJ, 519, 705

[210] Aikawa, Y., van Zadelhoff, G. J., van Dishoeck, E. F., & Herbst, E. 2002, A&A, 386, 622

[211] Alcock, C., Dave, R., Giammarco, J., Goldader, J., Lehner, M., King, S.-K., Lee, T., Wang, A., Wang, S.-Y., Wen, C.-Y., Chen, W. P., Cook, K., Marshall, S., Porrata, R., Byun, Y.-I., de Pater, I., Rice, J., Lissauer, J., 2003, Earth, Moon & Planets, 92, 459

[212] Armitage, P.J., Livio, M., Lubow, S.H., Pringle, J.E., 2002, MNRAS, 334, 248

[213] Bate, M.R., Lubow, S.H., Ogilvie, G.I., Miller, K.A., 2003, MNRAS, 341, 213

[214] Barucci, M. A., Boehnhardt, H., Dotto, E., Doressoundiram, A., Romon, J., Lazzarin, M., Fornasier, S., de Bergh, C., Tozzi, G. P., Delsanti, A., Hainaut, O., Barrera, L., Birkle, K., Meech, K., Ortiz, J. L., Sekiguchi, T., Thomas, N., Watanabe, J., West, R. M., Davies, J. K., 2002, A&A, 392, 335

[215] Beckwith, S. V. W., Sargent, A. I., Chini, R. S., & Güsten, R. 1990, AJ, 99, 924

[216] Bernatowics, T. J., Zinner, E., (eds.), 1997, Astrophysical Implication of the Laboratory Study of Presolar Materials, AIP Conf. Proc. 402, (AIP:Woodbury,NY).

[217] Blum, J., Wurm, G., 2000, Icarus, 143, 138.

[218] Boehnhardt, H., Barucci, A., Delsanti, A., De Bergh, C., Doressoundiram, A., Romon, J., Dotto, J., Tozzi, G., Lazzarin, M., Fornasier, S., Peixinho, N., Hainaut, O., Davies, J., Rousselot, P., Barrera, L., Birkle, K., Meech, K., Ortiz, J., Sekiguchi, T., Watanabe, J., Thomas, N., West, R., 2003, Earth, Moon & Planets, 92, 145

[219] Brittain, S. D. & Rettig, T. W. 2002, Nature, 418, 57

[220] Brown, M. E., Trujillo, C. A., Rabinowitz, D. L.2004, IAU Circ., 8304

[221] Calvet, N., Hartmann, L., & Strom, S. E. 2000, in *Protostars and Planets IV*, eds. V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russel, (Arizona Univ. Press: Tucson), pp. 377

[222] Carr, J. S., Tokunaga, A. T., & Najita, J. 2004, ApJ, 603, 213

[223] Chiang, E. & Goldreich, P. 1997, ApJ, 297, 23

[224] Chiang, E. I., Joung, M. K., Creech-Eakman, M. J., Qi, C., Kessler, J. E., Blake, G. A., van Dishoeck, E. F. 2001, ApJ, 547, 1077

[225] Cuzzi, J. N., Dobrovolskis, A. R., Champney, J. M., Icarus, 106, 102.

[226] Cuzzi, J. N., Hogan, R. C., 2003, Icarus, 164, 127.

[227] Cuzzi, J. N., Davis, S. S., Dobrovolskis, A. R., 2003, Icarus, 166, 385.

[228] D'Alessio, P., Canto, J., Calvet, N., & Lizano, S. 1998, ApJ, 500, 411

[229] D'Angelo G., Henning T., Kley W., 2002, A&A, 385, 647

[230] D'Angelo G., Kley W., Henning T., 2003, ApJ, 586, 540

[231] Dartois, E., Dutrey, A., & Guilloteau, S. 2003, A&A, 399, 773

[232] Doressoundiram, A., 2003, Earth, Moon & Planets, 92, 131

[233] Dullemond, C. P., Dominik, C., & Natta, A. 2001, ApJ, 560, 957

[234] Dutrey, A., Guilloteau, S., & Guelin, M. 1997, A&A 317, 55

[235] Fernandez, J.A., Tabare Gallardo, T., Brunini, A., 2003, Earth, Moon & Planets, 92, 43

[236] Fujiwara, D., Kurohara, Y., Watanabe, S., 2004, Proc. of the 37th ISAS Lunar and Planet. Sympo. In press.

[237] Funato, Y., Makino, J., Hut, P., Kokubo, E., Kinoshita, D.,2004, Nature, 427, 518

[238] Fuse, T., 2003, PASJ, 54, 493

[239] Goodman J., Rafikov R.R., 2001, ApJ, 552, 793

[240] Guilloteau, S. & Dutrey, A. 1998, A&A, 339, 467

[241] Hollenbach, D. J., Yorke, H. W., & Johnstone, D. 2000, in *Protostars and Planets IV*, eds. V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russel (Arizona Univ. Press: Tucson), pp. 401

[242] Huss, G. R., MacPherson G. J., Wasserburg, G. J., Russel, S. S., Srinivasan, G., 2001, Meteorit. Planet. Sci., 37, 975.

[243] Ida, S., Larwood, J., Burkert, A.,2000, ApJ, 528, 351

[244] Ilgner, M., Henning, Th., Markwick, A. J., & Millar, T. J. 2004, A&A, 415, 643

[245] Ishitsu, N., Sekiya, M., 2004, ApJ, In press.

[246] Jewitt, D., 1999, Ann. Rev. Earth Planet. Sci., 27, 287

[247] Jewitt, D., 2003, Earth, Moon & Planets, 92, 465

[248] Johns-Krull. C. M., Valenit, J. A., Koresko, C., 1999, ApJ, 516, 900.

[249] Kikuchi, N., Nakamoto, T., & Ogochi, K. 2002, PASJ, 54, 589

[250] Kinoshita, D., 2003, Ph.D. Thesis

[251] Kitamura, Y., Momose, T., Yokogawa, S., et al. 2002, ApJ, 581, 357

[252] Korycansky D.G., Pollack J.B., 1993, Icarus, 102, 150

[253] Kouchi, A., Kudo, T., Nakano, H., Arakawa, M., Watanabe N., Sirono, S., Higa, M., Maeno, N., 2002, ApJ, 566, L121

[254] Lin D.N.C., Papaloizou J., 1986, ApJ, 309, 846

[255] Lin D.N.C., Bodenheimer P., Richardson D.C., 1996, Nature, 380, 606

[256] Malhotra, R., 1993, Nature, 365, 819

[257] Mathieu, R. D., Ghez, A. M., Jensen, E. L. N., & Simon, M. 2000, in *Protostars and Planets IV*, eds. V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russel (Arizona Univ. Press: Tucson), pp. 703

[258] Miura, H., Nakamoto, T., Susa, H., 2002, Icarus, 160, 258.

[259] Miyoshi K., Takeuchi T., Tanaka H., Ida S., 1999, ApJ, 516, 451

[260] Morbidelli, A., Thomas, F., Moons, M., 1995, Icarus, 118, 322

[261] Morohoshi K., Tanaka H., 2003, MNRAS, 346, 915

[262] Nagasawa, M., Ida, S., 2000, AJ, 120, 3311

[263] Najita, J., Carr, J. S., Glassgold, A. E., Shu, F. H., & Tokunaga, A. T. 1996, ApJ, 462, 919

[264] Najita, J., Carr, J. S., Mathieu, R. D. 2003, ApJ, 598, 931

[265] Nelson R.P., Papaloizou J., 2004, MNRAS, 350, 849

[266] Nomura, H. 2002, ApJ, 567, 587

[267] Qi, C. 2001, PhD Thesis, California Institute of Technology

[268] Qi, C., Kessler, J. E., Koerner, D. W., Sargent, A. I., & Blake, G. A. 2003, ApJ, 597, 986

[269] Rafikov R.R., 2002, ApJ, 572, 566

[270] Sekiguchi, T, 2002, Ph.D. Thesis

[271] Sirono, S. 2004, Icarus, 167, 431.

[272] Stone, J. M., Gammie, C. F., Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 2000, in *Protostars and Planets IV*, eds. V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russel (Arizona Univ. Press: Tucson), pp. 589

[273] Takeuchi, T., Lin, D. N. C., 2002, ApJ, 581, 1344.

[274] Takeuchi, T., Lin, D. N. C., 2003, ApJ, 593, 524.

[275] Tanaka H, Takeuchi T., Ward W.R., 2002, ApJ, 565, 1257

[276] Tegler, S. C., Romanishin, W., Consolmagno, S. J., G. J., 2003, ApJ, 599, L49

[277] Thi, W. F., van Dishoeck, E. F., Blake, G. A., van Zadelhoff, G. J., Horn, J. M. M., Becklin, E. E., Mannings, V., Sargent, A. I., van den Ancker, M. E., Natta, A., & Kessler, J. 2001, ApJ, 561, 1074

[278] Thi, W. F., Pontoppidan, K. M., van Dishoeck, E. F., Dartois, E., & d'Hendecourt, L. 2002, A&A, 394, L27

[279] Trilling D.E., Benz W., Guillot T., Lunine J.I., Hubbard W.B., Burrows A., 1998, ApJ, 500, 428

[280] Trilling D.E., Lunine J.I., Benz W., 2002, A&A, 394, 241

[281] Ward W.R., 1986, Icarus, 67, 164

[282] Ward W.R., 1997, Icarus, 126, 261

[283] Whittet, D. C. B., 2003, Dust in the Galactic Environment, Second Edition, Series in Astron. and Astrophys. (IoP: Bristol and Philadelphia).

[284] Yamato, F., Sekiya M., 2004, Icarus, 170, 180.

[285] van Dishoeck, E. F., Thi, W. F., & van Zadelhoff, G. J. 2003, A&A, 400. L1

[286] van Zadelhoff, G. J., Aikawa, Y., Hogerheijde, M. R., & van Dishoeck, E. F. 2003, A&A, 397, 789

第4章　次期光学赤外線地上超大型望遠鏡

4.1　地上大型望遠鏡の科学的意義

『より暗い天体を、より高い空間分解能で観測したい』という要求はいつの時代も飽くことが無い天文学者の夢である。そのような天文学者にとって、20 世紀最後の 10 年間はまさに夢のような時代だった。それまで 50 年近くも 5m に据え置かれていた望遠鏡の最大口径は最新の制御技術とあいまって一挙に 2 倍に引き上げられ、半導体技術の進歩により 1980 年代には信じられないような高い量子効率の検出器が続々と開発された。これによってその前の時代に比べて観測の効率が波長を問わず、一挙に 10∼100 倍以上に跳ね上がり、それまでは全くの謎であった宇宙の構造や銀河の誕生と進化、それに星形成の現場が次々と明らかにされていった。

また、このような最先端の観測装置を装備した口径 8m 以上の望遠鏡が一台だけでなく世界中で 10 台以上も建設され、多くの研究者が熾烈な競争を繰り広げながら様々な興味の切り口で最先端の観測をするという時代が到来したのである。

とくに、それまではほとんど夢物語としか思われていなかった宇宙初期の再電離期の天体が発見されたり、系外惑星系の形成現場が検出されるなどの成果は、高い空間分解能と大量の光の集光ができる 8m クラスの望遠鏡があって初めて可能となるものだった。しかしながら、これらの観測は我々に新たな謎を提示し始めており、それを解くにはさらに高感度、かつ高解像度の観測が望まれている。

そのための次世代地上望遠鏡として提案するのが次世代超大型望遠鏡 (Japanese Extremely Large Telescope : JELT) である。これによって現在世界最大級のすばる望遠鏡の口径 8m を一気に 4 倍近くの 30m にまで拡大し、現在では不可能な観測を一気に実現するとともに、全く新しい宇宙の描像をも明らかにできると考えている。

4.1.1　科学的背景

JELT に期待される能力は、その巨大な口径を活かした

- 補償光学 (AO) と組み合わせた超高空間分解能観測
- 多量の光子を必要とする高分散分光

がメインになると考えられる。また、次世代の宇宙望遠鏡である JWST や SPICA が行う広視野かつ長波長 (可視 ∼ 遠赤外線) のサーベイ観測のフォローアップという補完的な役割も期待される。これらのことを踏まえつつ、現在の研究から予想される、JELT によるサイエンスターゲットを以下に簡単にまとめる。詳細については、第 3 章を見ていただきたい。個々の参照箇所は、各セクション最後に示してある。

なお注意しないといけないのは、これらの予想は実際に JELT から生み出される成果の一部にしかならないだろうということである。すなわち、JELT で実現されるような観測能力の大幅な向上は歴史的に見ても必ず全く新たな発見を生み出してきた。また、建設まで最前線の研究がさらに進み、全く新しい観測対象が続々と姿を現すと予想される。

過去の例として、1980 年代から 90 年代にかけて計画・建設された 8m∼10m クラスの望遠鏡の計画提案書を引合いに出しておく。たとえば、すばる望遠鏡の提案書 [1] を見返してみよう。ここであげられている重要なサイエンスは以下の通りである。

- 宇宙論モデルの決定
  - Loh & Spillar テスト
  - Hubble Diagram
  - SN Ia による q_0 の決定
  - $\theta - z$ 関係
- 暗黒物質の探査
  - 銀河団スケールの天体までの M/L(質量光度関係) の導出
  - 高赤方偏移での大規模構造の探査
- 銀河の誕生と進化
  - 原始銀河の発見 (Lyα、QSO 吸収線系)
  - ハッブル系列の起源
  - 銀河系の構造と進化
- 星・惑星系の誕生
  - 星間物質の分布と性質
  - ダストの起源と性質
  - 分子雲の性質
  - 原始惑星系円盤の形成と進化
  - 惑星系の検出
  - 原始星の性質
  - スターバーストの研究
  - スターバーストと活動銀河核の関係
  - 太陽系内惑星の性質
  - 宇宙における有機物と生命の起源
- 高密度天体
  - 活動銀河核の誕生と進化
  - 活動銀河核の構造
  - 重力レンズによる宇宙論パラメータの測定
- 恒星進化と元素合成
  - 種族 III の星の探査
  - 超新星による元素合成
  - 近傍星の星振による内部構造の解明

これを見ると、現在も活発な研究が行われている分野もある程度はカバーされているが、これ以降に大幅に進展があった分野は (当然ではあるが) 含まれていない。

具体的には、Lyman Break Galaxies, Extremely Red Objects(EROs), サブミリ銀河などの高赤方偏移に発見されている銀河や、ガンマ線バースト、さらにはダークエネルギーなどはまだ現れていない。活動銀河核でのブラックホール質量とバルジ質量の関係も知られていなかったし、惑星系形成・進化の関連では、視線速度法による多数の系外惑星の検出おろか、Hot Jupiter のような『異形の惑星』の惑星の形成が存在することは予想されていなかった。太陽系内天体でも、EKBO のような外縁部の天体の存在は認識されていなかったのである。

4.1.2　宇宙論

基本定数の時間変化

宇宙は定常状態にあるのではなく、ビッグバンに始まって膨張を続ける時空であるということはほぼ間違いないだろう。それでは、宇宙自身の性質を決定している物理定数は常に一定なのだろうか? これを確認することは、物理法則の根底を確かめると言う意味からも非常に重要である。

その物理定数のひとつである微細構造定数の時間変動は、クェーサー吸収線系の超高精度の分光観測によって測定することが可能である。しかしながら現在の地上望遠鏡では感度が不足しており、JELT を用いることによって効率良く観測を進めることが可能になると期待される。

もしもこの値に時間変化が観測されれば、宇宙論はおろか、素粒子の基礎理論にも非常に大きなインパクトをあたえることになるだろう。**(3.3.2 章)**

ダークマター探査

WMAP を始めとした様々な観測によって宇宙の質量の大部分はダークマターと呼ばれる目に見えない物質が担っていることが明らかになってきているが、これらがどのような分布をしているかは未だほとんどわかっていない。

CDM の予想では、明るい銀河のまわりに数多くのダークマタークランプが存在することが予想されるが、これは中間赤外線でクェーサーの重力レンズ像を観測することで明らかにできるだろう。また、クェーサーの輝線マッピングでも同様のことが可能であろう。しかしながら、現在の 8–10m クラスの望遠鏡では中間赤外線の撮像や、分光マッピングを行うためには感度が十分ではなく、JELT の能力が存分に発揮される観測となる。**(3.3.3 章)**

4.1.3 活動銀河核

近傍巨大ブラックホールの質量

活動銀河核のエンジンである巨大ブラックホールがどのように形成されたか、というのは極めて重要な問題であり、これを解明するには巨大ブラックホールの質量がどのように進化してきたか、を探ることが必須となる。

これをもっとも確実に明らかにするのは、近傍銀河核で行われてきた回転曲線を求めて中心質量を算出する、というものであるが、そのためには非常に高空間分解能での分光観測が必要となる。

JELT に可視補償光学を組み合わせることによって回折限界 ($\sim 0''.003$) の空間分解能を実現できれば、我々から 300Mpc までの活動銀河核について中心ブラックホール質量を正確に測定することが可能となり、これらのブラックホールの質量降着史を明らかにしてゆくことができるだろう。**(3.4.3 章)**

4.1.4 銀河形成・進化

初代天体の検出とその性質の解明

宇宙でもっとも初めに生まれた天体の探索は、現在の銀河天文学の『聖杯』と言っても良い、非常に重要な研究対象である。WMAP 衛星による宇宙背景放射の偏光観測によって、これら初代天体がおそらくは赤方偏移 $z = 10 - 20$ あたりで誕生したと考えられているが、具体的にどのような天体であったかは良くわかっていない。またこの初代天体は初期宇宙の物理状態を決定し、宇宙の再電離に関わっていて銀河形成にも大きな影響をあたえていると考えられており、その重要性ははかり知れない。

これらの天体の候補天体の選出には広視野の非常に深い近赤外撮像が必要になるため、次世代のスペースによって行われると予想される。しかしながら、その同定には近赤外 K バンドに赤方偏移してくる水素の Lyα($\lambda_{\rm rest} = 1216$Å) やヘリウムの HeII($\lambda_{\rm rest} = 1640$Å) 輝線を用いることが必要となる。また、これらの輝線は物理状態を探るのにも重要であり、JELT による観測が必須となる。**(3.5.2 章)**

銀河形成の現場の観測

最近の多波長観測によって、$z = 2 - 7$ において形成途中の銀河が数多く発見されてきており、次の段階はこれら銀河の形成過程を詳細に調べることである。そのためには静止波長可視 (観測波長赤外) で、実距離にして 0.1kpc レベル (角度にして $0''.01$) の高空間分解能の観測が必要となる。しかしながら、現在の 8m 級の望遠鏡とカメラではその詳細を迫るのに十分な感度と空間分解能は達成できていない。

JELT と補償光学に赤外面分光器を組み合わせることによって、これら天体内部での星やガスの運動、電離/励起状態の詳細な分布を明らかにすることが可能であろう。**(3.5.3 章)**

銀河形態の起源の解明

銀河が、楕円銀河 (E) からレンズ状銀河 (S0) を経て渦巻銀河 (S) へと連なる、俗に『ハッブル系列』と呼ばれる分類に乗ることは 20 世紀初頭から良く知られている。またこの系列は単にその形状だけにとどまらず、その年齢などの銀河の物理的性質も反映している。しかしながら、このような銀河の形態がどのように生じて進化してきたかに関してはいまだに良くわかっておらず、銀河進化の解明にとっても非常に重要な問題である。

最近の研究によって、どうやら赤方偏移 $z = 3 - 2$ から $z = 1$ の時代の間に形態に劇的な進化があり、現在のような銀河が形成されたことが明らかになりつつある。しかしながら、銀河の形態を調べるのには静止波長で可視光の観測が必要であるために $z > 1$ の時代を調べるのには近赤外域での観測が必須で、同時に十分に高い空間分解能が必要になる。また、面輝度は $(1 + z)^4$ で減少するため、広がった構造を調べるのには非常に高い感度が要求されることになる。さらに、力学構造を調べるのに分光観測を行う必要もあるだろう。

しかしながら現在の 8–10m クラスの地上望遠鏡ではそのための感度も空間分解能も不足している。

JELT と補償光学を用いることにより、近赤外域でこれら遠方銀河を 200kpc 程度で分解してその形状を詳細に調べることが可能となり、銀河の構造の詳細を一気に明らかにできると考えられる。**(3.5.4 章)**

クェーサー吸収線系

クェーサーの吸収線系は、背景のクェーサーのスペクトルに写りこんだ吸収線によって検出されるため、銀河の種となる銀河間物質の情報を無バイアスで提供できる重要な天体である。

しかしながら、観測には非常に高い分散の可視/近赤外線分光観測が要求される。そのためには大量の光子が必要で、現在の 8–10m クラスの望遠鏡で観測できるものは全天でも明るいクェーサーに限られてしまい、限られた情報しか得られていない。

JELT を用いることによって観測が可能な天体は一気に一桁以上増加すると期待され、銀河形成の初期段階を詳細に探ることが可能になると期待される。**(3.5.6 章)**

4.1.5　銀河系、局所銀河

銀河系の形成と進化

我々の住む銀河系はどのようにして形成され、進化してきたのだろうか? それを調べるためには、年齢の古い (金属量の少ない) 星や星団、それに年齢が古いと考えられている厚い円盤やバルジの星を調べる必要がある。すなわちこのような星の等級や色、金属量や化学組成、それにその軌道を調べることによって銀河系の進化を明らかにしてゆけると考えられる。

しかし、このようなデータは太陽近傍の星に限られている。これは現在の位置観測衛星や地上望遠鏡の感度が十分でないためである。しかしながら現在計画されている各種の位置観測衛星によって、十分遠方までの等級と色、それに軌道が明らかになる。これに、JELT を用いて金属量や化学組成の情報を付け加えることによって、我々銀河系の形成と進化を明らかにすることができるだろう。**(3.6.2 章)**

矮小銀河の形成史

現在の標準宇宙論の『冷たい暗黒物質』のモデルでは、銀河はまず小さな矮小銀河が形成され、その衝突合体によって大きな銀河が形成されていったと考えられている。このため、矮小銀河の形成進化をあきらかにすれば、この冷たい暗黒物質のモデルを検証することができる。現在、これら矮小銀河の個々の星を分解し、その色等級図を描き出すことによって星形成史を明らかにする手法で研究が進められている。

しかしながら現在観測可能な矮小銀河は銀河系近傍のものに限られており、その数は極めて限られている。また、個々の銀河の個性が強く、矮小銀河としての特徴を見出すまでにいたっていない。

JELT に可視用補償光学を組み合わせて 0.″01 を切る分解能を達成することによって、おとめ座銀河団までの距離の矮小銀河の観測が一気に可能となり、大量のサンプルを用いることによって矮小銀河の星形成史を明らかにすることが可能となるだろう。**(3.6.3 章)**

楕円銀河の星形成史の解明

楕円銀河がどのように誕生し、進化をしてきたのかは良くわかっていない。楕円銀河自身も多様であり、それを説明する様々なシナリオが存在している。また、銀河系近傍には明るい楕円銀河は存在せず、個々の星の色等級図を用いた星形成史も明らかではない。

上でも述べたように JELT を用いることによって、おとめ座銀河団までの距離の銀河の星を分解することが可能となる。これによって多数の楕円銀河を星に分解し、それらの色等級図を描くことが可能になるだろう。それによって、楕円銀河の星形成史と現在観測されている観測量との直接比較が可能となり、楕円銀河の形成と進化が明らかにできるだろう。**(3.6.4 章)**

4.1.6 恒星

大質量星形成

大質量星は、星形成の中にあって数はほんの一部ではあるものの非常に強い紫外輻射や恒星風を出すために周辺の環境への影響は非常に大きい。そのために分子雲中での星・星団形成を研究する上で重要な存在である。しかしながら大質量星の形成領域は太陽近傍には非常に少なく、その研究は進んでいない。

JELT を用いることによって遠方の大質量星形成領域をカバーでき、サンプルを増やすことによって大質量星形成の現場を明らかにしてゆくことができるだろう。**(3.7.2 章)**

晩期型星の質量放出

小中質量星はその進化の最終段階、特に AGB 期において激しい質量放出を行う。この晩期型星の質量放出の量は銀河系に放出される物質の大部分を担っており、物質の循環や銀河系の重元素汚染の進行を研究する上でも非常に重要である。しかしながらこの質量放出の理論的研究はまだあまり進んでおらず、そのメカニズムは良くわかっていない。

そこでまず、この質量放出の現場を直接観測する必要がある。それに必要な空間分解能は 0.″01 程度であり、JELT に補償光学を組み合わせることによって十分に達成できるだろう。**(3.7.4 章)**

恒星の元素組成

宇宙の第一世代の星 (種族 III の星) は、宇宙の物質進化だけでなく、銀河形成や再電離などの宇宙の歴史を探る上で非常に重要な存在である。特に種族 III の星が現在も存在しているか、は興味深いテーマであり、現在も極低金属星の探査が続けられている。しかしながらこのような星の存在数は非常に少なく、暗い星の高分散分光を行う必要があるために現在の 8–10m クラスの観測能力の限界に達しつつある。

JELT の非常に大きな集光能力によってこの限界を打ち破ることが可能となり、より暗い天体の高い精度のスペクトルを得ることによって極低金属星の探査が一気に進むと期待される。**(3.7.5 章)**

4.2　次世代地上大型望遠鏡ワーキンググループ

次世代地上大型望遠鏡検討ワーキンググループ[1] は約 2 年間に及ぶ検討の結果、その次世代超大型望遠鏡 (JELT：Japan Extremely Large Telescope) の構想をとりまとめた。その基本仕様を表 4.1 に示す。JELT 構想は、その予算規模がこれまでの地上望遠鏡計画の規模を上回るものとなるため、国際協力による実現をも、その視野に入れてさらなる具体化を図る必要がある。このため、同様の構想検討を開始している米欧グループとさまざまな機会をとらえて情報交換を行い、可能な協力のあり方について構想段階、基礎開発段階から協議を始めている。

本 WG では、特に将来の国際協力での建設の場合重要となる、日本独自の新技術の開発に力を入れるべく、国内関連技術のサーベイを行い、次世代望遠鏡の実現において重要な基礎開発となる分野で、他国に例を見ないいくつかの新技術に着目し、その実用化の可能性の具体的検討を開始している。表 4.2 に WG が 2005 年 1 月の時点で取り組んでいる研究開発項目の一覧を掲げる。これらの開発の個々の項目については、以下に具体的に述べる。

4.3　JELT 構想・基本仕様と光学系

4.3.1　基本仕様

表 4.1 に地上班で検討している 30m 望遠鏡構想の基本仕様を示す。この仕様はサイエンス班の検討を受け、科学観測の実行に必要な機能を備える望遠鏡としてその実現性を技術的に検討するため設定したものである。なお、この設定は、今後の検討、および国際協力の枠組みに応じて変更の可能性があるものである。

M1	F/1.5, 分割鏡方式 30m 主鏡
セグメント鏡材	CFRP/ゼロ膨張ガラス/ゼロ膨張セラミック
光学系	三非球面鏡系
焦点	ナスミス焦点 ×2 または 4
視野	半径 10 分角
波長域	可視光から中間赤外線
観測装置	光学分光器、赤外線分光器, カメラ
ドーム	半径 50m

表 4.1: 次世代超大型望遠鏡 (JELT) 構想の基本仕様

表 4.2 には現在、進行中の開発・検討項目とその取り組みグループを示す。

4.3.2　光学系

光学系として副鏡を低空乱流層に共役の位置に配置できるグレゴリアン光学系も有力であるが、鏡筒が長くなりドームが大きくなるため、以下で述べる新しい発想の三非球面光学系を基本に検討を進めている。

三非球面光学系

図 4.1 に三枚の非球面鏡を用いることにより視野半径 10 分角にわたり実用上無収差で平坦な焦点面を与える光学系配置を掲げる [2]。この光学系の構成要素鏡を表 4.3 に示す。JASMINE で採用する Korsch 系を基礎とする三非球面光学系と異なり、第三非球面鏡の倍率がほぼ 1 であり、広い視野を確保できる。

主鏡は口径比 F/1.5、直径 30m の楕円面鏡で 1080 枚の六角セグメント鏡から構成される。口径 4m の双曲面副鏡と口径 4m の平面折り曲げ第三鏡および第四鏡により、通常のナスミス焦点と垂直な方向に仮想像面ができるが、この像面を第五鏡となる三枚目の直径 4m 楕円面鏡で再結像して最終像面とする。

[1] http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/elt/

開発検討項目	検討グループ
カーボン強化プラスチック (CFRP) 鏡	三菱電機
ゼロ膨張セラミック鏡	太平洋セメント/国立天文台
超精密研削加工装置	ナガセ インテグレックス
レーザーガイド補償光学系	国立天文台
軽量トラス構造	名古屋大学
セグメント支持調整機構	京都大学, 三菱電機
光学設計	成相、家
直駆動モーター	三菱電機

表 4.2: 次世代超大型望遠鏡 (JELT) に関する基礎開発

二鏡系により生じる最初の仮想像面と最終像面とは基本的に同じ位置にできるため折り返された光線が重なるが、鏡像として視野が反転するため、円形視野の半分だけを使うことにすれは光線の重なりを避けることができる。第四鏡をもう一枚設置して、ナスミスプラットフォームの反対側も使えば、半円形視野が片方のナスミス焦点で二つ設置することができ、視野直径 10 分角のサンプリングが可能となる。

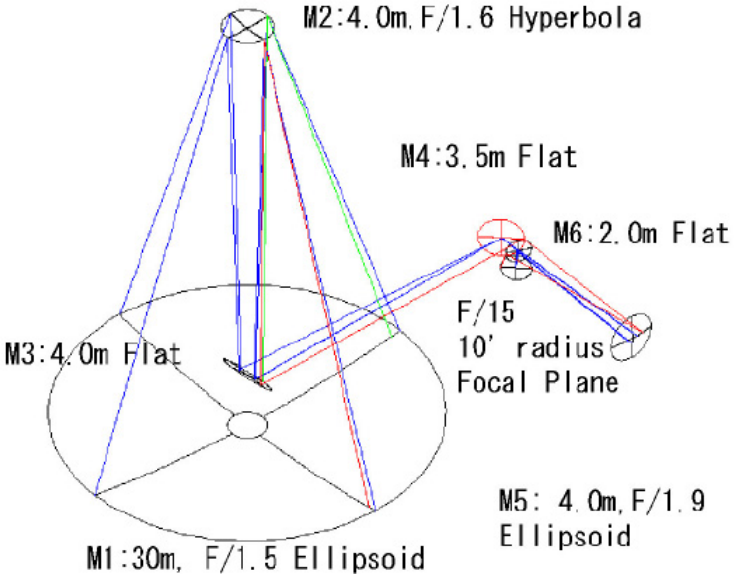


図 4.1: 三非球面 30m JELT 望遠鏡の光学系立体配置図

結像性能

これらの視野は実寸で半径 1m 級の大きさとなるので、各焦点に複数の観測装置を展開することができよう。将来的に装置が増えた場合には第三鏡で反対側のナスミスプラットフォームにも焦点を設け、装置を展開することができる。

厳密には光軸中心ではビームが二分するため、最大で光量の 50% がケラレることになるが、視野中心から、回折限界分だけ、実質的には 1mm 以上、離れればケラレ無しとなるので、実用的にはケラレなし光学系と考えて差し支えない。

図 4.3 に光線追跡で求めたスポット図を示す。光軸から半径 8 分角にわたるまで、スポットの拡がりは可視光での回折限界以内に収まることが分かる。

図 4.2 はこの光学系を三次元展開した CAD 図面である。ナスミスプラットフォーム上での、第四鏡から第六鏡、および最終焦点面の配置の拡大図を図 4.4 に示す。

M1	30m 主鏡	楕円面鏡
M2	4m 副鏡	双曲面鏡
M3	不動点斜鏡 (主鏡上)	平面斜鏡
M4	ナスミス室折曲鏡	平面斜鏡
M5	4m 再結像鏡	楕円面鏡
M6	焦点取り出し鏡	平面斜鏡
FP	最終焦点面	

表 4.3: JELT 光学系構成要素

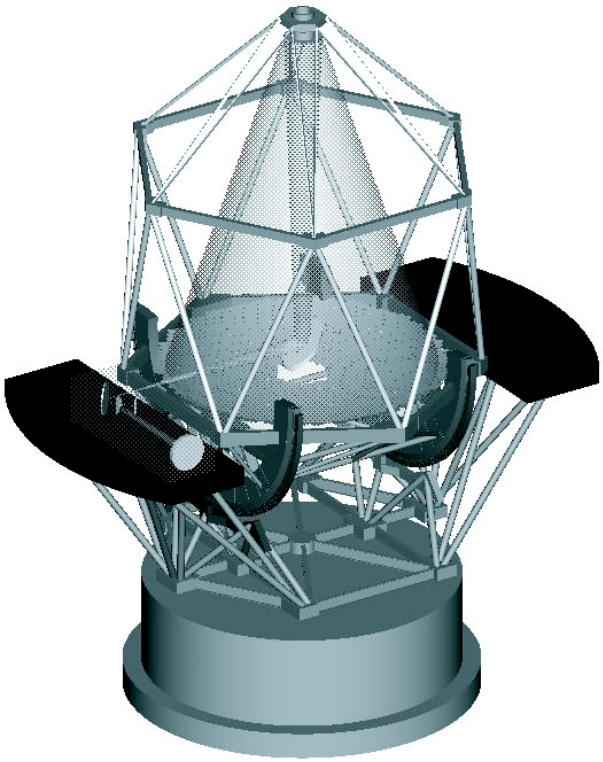


図 4.2: 30m JELT 光学系の CAD 配置図

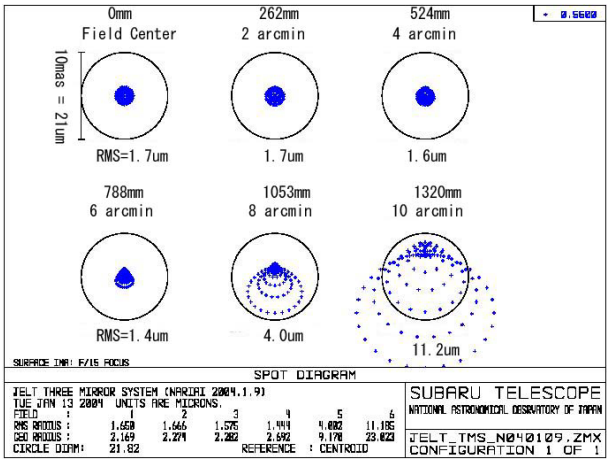


図 4.3: 三非球面光学系 JELT の焦点面における光線スポット図。 視野半径 8 分角に至るまで 30m 望遠鏡の回折限界内にスポットが収まっていることに注目。

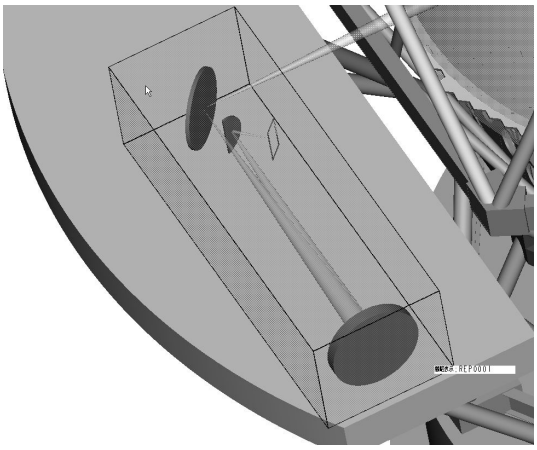


図 4.4: ナスミスプラットフォーム上の第四–第六鏡の配置図。

周辺光学系

望遠鏡架台と鏡筒構造は軽量化トラスで現在の 8m 級望遠鏡の構造の自然な拡張として組み上げることができる。口径 30m 望遠鏡の回折限界は 8m 級望遠鏡の回折限界より 1/3.75 に小さくなることと、超高度補償光学系が実現するとこの超高解像度での観測が可能となることを考えると、大気分散補償光学系の仕様は現存の 8m 級望遠鏡用の大気分散補正光学系に比べて格段に厳しいものになるため、この検討も平行して進めている。

4.4 望遠鏡構造

4.4.1 全体構造の基礎検討

望遠鏡に限らず機械構造物は重力方向の変化により歪みを生じる。この歪みをなくすためには、構造物を非常に強固なものにする必要があるが、一般に強固にすればするほど重量を増してしまい、下手な構造物を作成すると逆に歪みを増やすだけになってしまう。特に、望遠鏡においては、天体の動きにあわせて望遠鏡を追尾させるため観測中は常に重力方向が変化するため、口径が大型化するにつれて望遠鏡自体の重量が増し駆動系の設計が非常に困難になることがある。

このような変形に対応するため、一般的に望遠鏡構造にはセルリエ・トラス構造が採用されている。これは、望遠鏡を傾けたときに生じる歪み量を積極的に利用することにより望遠鏡構造体の重量を軽くするための構造である。すなわち、架台から高度軸を通して支持されている円筒形 (または多角形) の断面をもつ強固な構造物であるセンターセクションに対して、望遠鏡を傾けたときに生じる主鏡位置の横ずれ量と、副鏡等を含めたすべてのトップリング全体の横ずれ量が同じ量になるように設計することによって実現される。

具体的にはセンターセクションに対して、円筒形の強固な構造物であるトップリング (筒頂外環) が三角形の組み合わされたトラス構造 (セルリエ・トラス) で保持されている。また、主焦点補正光学系や副鏡は、スパイダーと呼ばれる板状・棒状構造物により張力を加えてトップリングから吊り下げられている。副鏡等を含めたトップリング全体の重心面とセンターセクションを連結しているセルリエ・トラスは、滑節により接続されているため外力によって梁には曲げモーメントは生じない。そのため望遠鏡を傾けたときに、トップリングは軸線方向に垂直のまま横方向に平行移動する。主鏡も同様のセルリエ・トラス構造によりセンターセクションに固定されており、望遠鏡を傾けたときに横方向に平行移動するが、この平行移動量がトップリングと同じになるように設計されている。

このように、セルリエ・トラス構造は望遠鏡を傾けたときに生じる歪み量を積極的に利用する構造である。しかし、トップリングの重量を主鏡保持部を含めた全ての構造物とバランスを取るように設計されるため、トップリングが非常に重くなってしまう。そのため、セルリエ・トラス構造を用いて超大型望遠鏡を建設するとしても望遠鏡自体が非常に重くなってしまうために、せいぜい口径 10m 程度が限界である。

そこで、野辺山の 45m 電波望遠鏡に見られるようにセルリエ・トラス構造を用いない望遠鏡を参考に超大型望遠鏡の構造の可能性について検討してみる。この望遠鏡で主鏡はトラス構造に似た構造で支持されており、望遠鏡自体はセンター・セクションではなく主鏡下部に取り付けられている R 状のレール構造で支持されている。そのため、望遠鏡を傾けた時に主鏡の横ずれはほとんど無視できる。

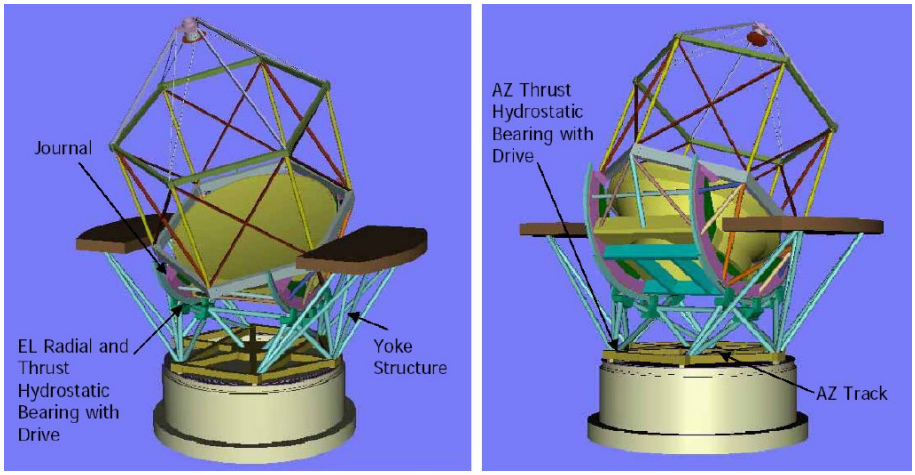


図 4.5: 望遠鏡の構造 (カラー 8 ページ)

一方、電波望遠鏡ではトップリング全体は非常に軽く横ずれの量は無視できたが、光学・赤外線望遠鏡では副鏡等を含めたトップリング全体の重量が重いため横ずれ量を無視することができない。そこで、トップリング全体の重量は増すが、副鏡自体が横方向に動くような構造にしておけば、セルリエ・トラス構造を用いなくても性能のよい望遠鏡を作成することができる。

このような概念を元に作成された望遠鏡の概念図が図 4.5 である。

4.4.2　固有振動数

望遠鏡が大型化するにつれて望遠鏡自体の重量が増すので、望遠鏡の固有振動数は小さくなる。図 4.6 は鏡筒長さと固有振動数の間の関係である。

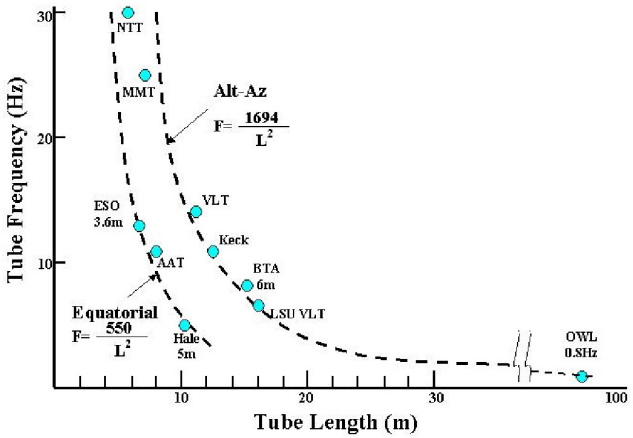


図 4.6: 望遠鏡のチューブの長さに対する固有振動数の関係 [4]

4.4.3　高度軸受部 · 水平回転部

軸受の選定　ころがり軸受 (Rolling Bearing) は、大きな加重に対して回転運動をスムーズ、かつ精度良く駆動できる。そのため、小型の望遠鏡においては高度軸・経緯度軸の駆動部にころがり軸受を用いている (図 4.8)。

しかし、現在使われている最大径のころがり軸受は、トンネル掘削用の直径 7m の軸受程度で、これよりに大きなころがり軸受を作ることはほとんど不可能であるし、軸受自体が非常に重くなる。そのため、大型望遠鏡ではころがり軸受ではなく、静圧軸受け (hydrostatic bearing) が用いられており、日本の大型望遠鏡であるすばる望遠鏡でも静圧軸受を用いている。本計画においても、すばる望遠鏡と同じような静圧軸受を用いた駆動方法を考える。

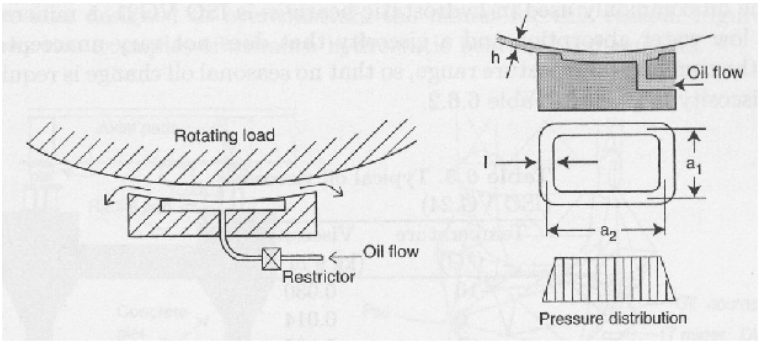


図 4.7: 静圧軸受の概念図

図 4.7 は、静圧軸受の様子を表している [4]。静圧軸受によるサポートのギャップ量 (h) は、式 4.1 で与えられる。

$$h = \sqrt[3]{12\frac{Q\eta l}{b\Delta p}} \qquad (4.1)$$

ここで、Q : 油流量, η : 油の力学粘性, Δp : 間隙における圧力損失, b : すきま、$b = 2(a_1 + a_2)$ である。

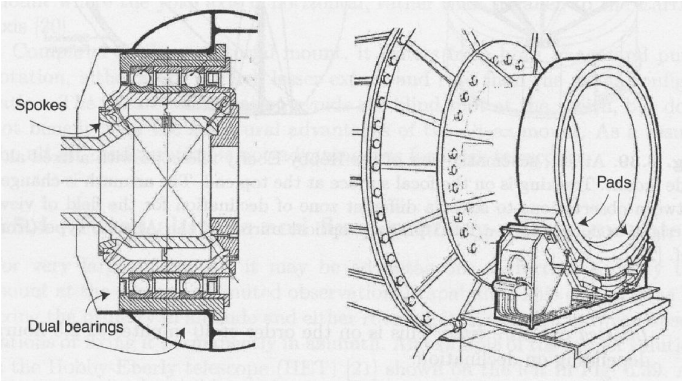


図 4.8: ころがり軸受の概念図 (左) と静圧軸受 (右)

一方、ESO の 100m 望遠鏡計画である OWL 計画では、静圧軸受ではなく、ボギー台車[2] の使用を考えている。このボギー台車の利点は、(1) ベースレールの平面度が悪くても、自分自身で長さが変えられるため平面度の補正を行うことができること、(2) 従来の静圧軸受では望遠鏡の駆動は別途モータを用意して行うが、ボギー台車ではそれ自体で駆動をすることも出来る、の二点である。このボギー台車の手法はまだ具体的に使われたことがなく、技術的にも非常に複雑であり、下手に使うとかえって使い物にならない可能性があるので、JELT では使用しない。

[2]merging driver and bearing function into friction type mechanical devices

4.4.4 JELT 全体構造

表 4.4 に JELT 望遠鏡構造に対する要求仕様と設計値を示す。

表 4.4: JELT 望遠鏡構造に対する要求仕様と設計値

項目	要求仕様値	設計値
有効口径	20m 以上 (ノミナル 30m)	30m
セグメント径	–	対角 1m (6 角形) または扇形
光学系	グレゴリアン (もしくはカセグレン)	3 枚非球面鏡ナスミス焦点 ×2
観測装置	カメラ，分光器 (可視，赤外各 1)	ナスミス焦点 ×2
視野 (非ブロック視野)	5 分角以上	5 分角
視野 (補償光学視野)	1 分角以上@2μm	1 分角 @2μm
使用波長域	$0.39-5\mu$m	$0.39-5\mu$m
駆動範囲	高度角 $20^\circ-88^\circ$	高度角 $20^\circ-88^\circ$(性能保証範囲)

また、構造設計例と望遠鏡概観図を図 4.9–4.17 に示し、その特長を以下に列挙する。

高度軸受部　剛性の高いホースシューを両側に配置し、ミラーセルの自重変形を抑えると同時に、高度軸周りに高剛性を保つ構成とした。

ホースシューの円筒面左右各々 2 点、合計 4 点を静圧軸受パッドでラジアル方向に支える。スラスト方向は、片側のホースシューを 2 個の静圧軸受パッドで挟み拘束する。このような支持方式により 5 自由度を拘束し、過拘束の無い支持を実現している。

今後、ホースシューとセルの重量配分を検討し、軽量化をさらに進める。

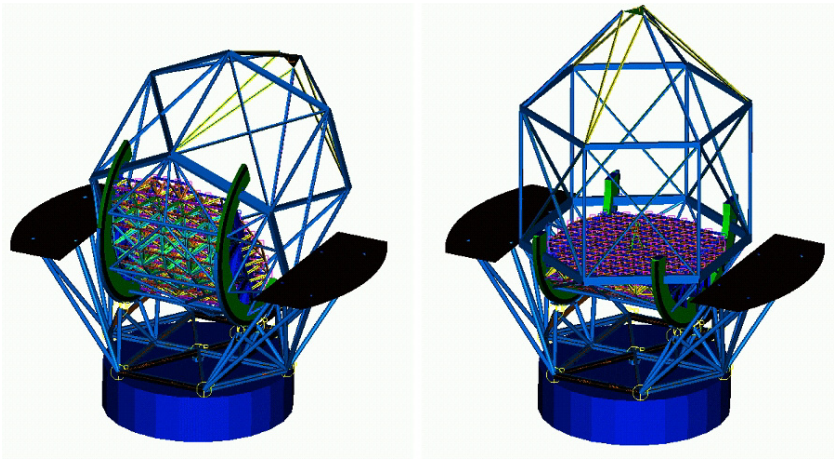


図 4.9: 望遠鏡概観図 (左：高度 25°、右：高度 90°)

主鏡セル　主鏡セルの最大の課題は、鏡の支持点数が膨大となることである。支持点数は、対角 1m の六角鏡で 1 枚につき 3 点、鏡枚数 1000 枚で合計 3000 点となる。この課題を解決するひとつの方法として、米国の TMT 計画でクラスターと呼ばれているような複数枚の鏡をユニット化する手法が考えられる。クラスター構造を用いたとして、1 クラスターを構成する鏡枚数を 19 枚にしても 50 セットが必要となり、一つのクラスターを 3 点支持する場合、その支持点数は 150 個に及ぶ。この 150 点をいかに支えるかであるが、TMT 計画で採用されている 6 角形のパターンで支持する方法は構造上高い剛性を得るには適していない。そこで、主鏡を光軸周りに回転し、碁盤目状の部材配置となるセル構造を実現し、少ない部材で高剛性を実現した。

今後の検討課題は、碁盤目状の構造物とホースシューを如何に最適な構造で接合するかである。

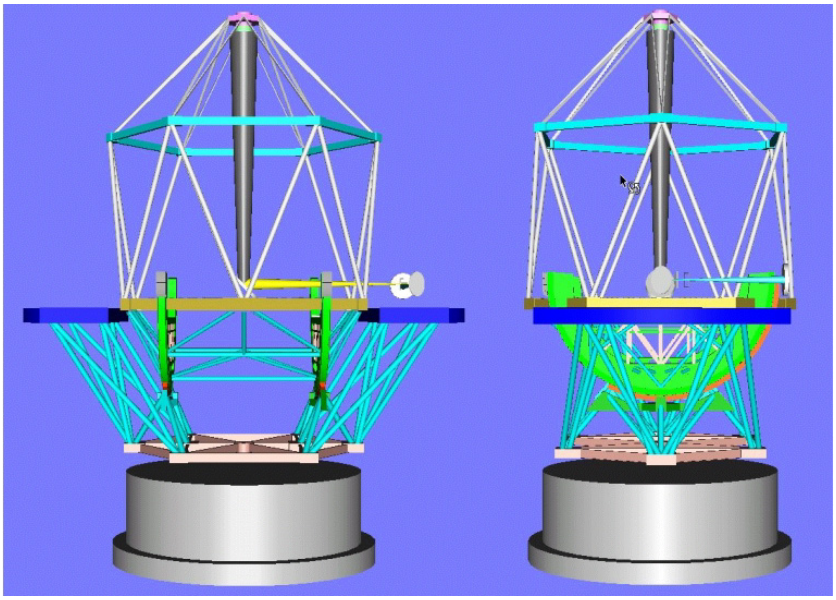


図 4.10: 望遠鏡側面概観図 (カラー 8 ページ)

鏡筒部　上部鏡筒構造については、一般的に行われているように一部をワイヤーで引っ張るような構造を用いず、自立して支持できる構造とした。この場合、スパイダーの断面形状を楕円としてケラレの最小化と高剛性化を両立せることが可能となる。

水平回転部　水平回転部は 6 点のスラスト静圧軸受パッドで支持され、中央に設けられたラジアル静圧軸受パッドで面内に拘束される。ここで、スラスト静圧軸受パッドは基礎に取り付けられたレール上面を滑る構造とする。一方エンコーダについては、レールの外あるいは内側に磁石を取り付け、架台側にコイルアセンブリを設け、速度検出用テープ式エンコーダをレール側に取りつける。エンコーダのスキャニングヘッドの取り付けられている架台とのギャップの、温度膨張差等による変動対策としてギャップ保持機構を設けることを検討する。また、駆動点と検出点を近づけ (いわゆるコロケーションを実現し) 制御帯域を高く取れるような配置とする。

ヨーク構造　すばる望遠鏡のヨーク構造を流用する。ナスミステーブル及び高度軸を支えるヨーク構造は、水平回転レール上のヘキサトラス構造体上に設けられた 2 組のトライポッドトラスにより構成される。この構造により、6 つの節点が水平回転レールのうねりに追従して波打ったとしても高度軸スラスト圧への影響が少なく、また望遠鏡の指向軸変動を抑制することも可能である。以下の特長が挙げられる。

1. 高剛性
   - 荷重が力点から作用点にダイレクトに伝わる。
   - 望遠鏡の鏡筒と架台の自重を支える力が直接かつ直線状に静圧軸受パッドに伝わる
   - 静圧軸受の油膜の剛性は非常に高くこの高剛性を活かした構造となっている。
2. 最少の構成品点数であるため、組立が容易でコストパフォーマンスが高い。
3. 水平回転レールのうねり (製作誤差、経年変化などによる) の影響を吸収できる構造である。

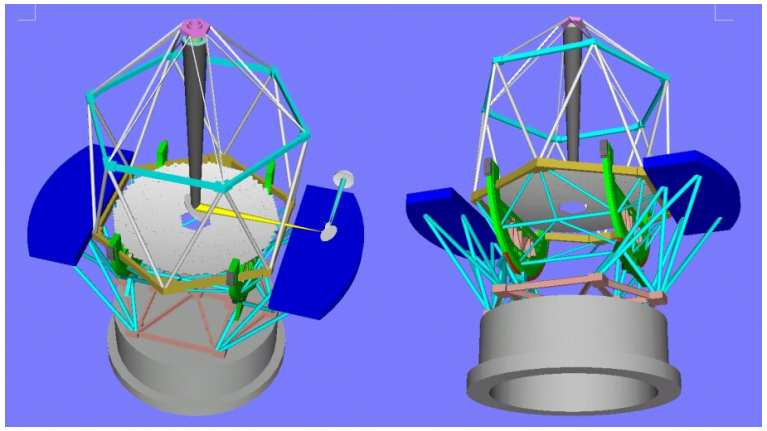


図 4.11: 望遠鏡鳥瞰・俯瞰図

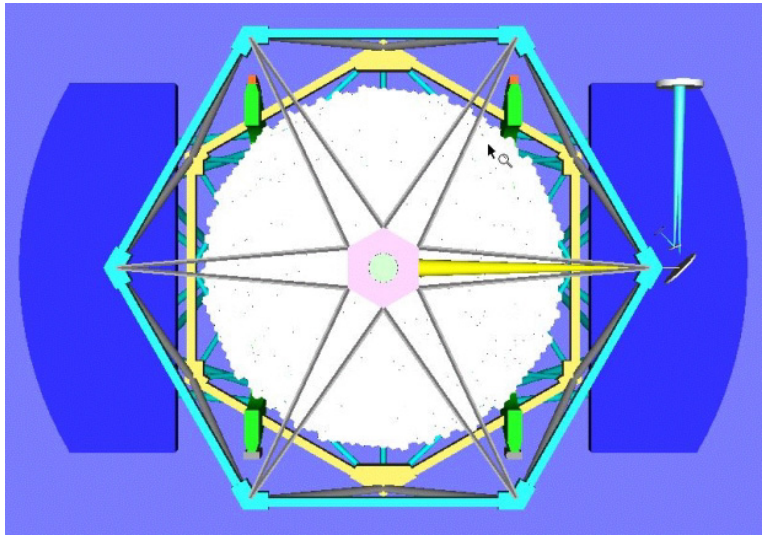


図 4.12: 望遠鏡平面図

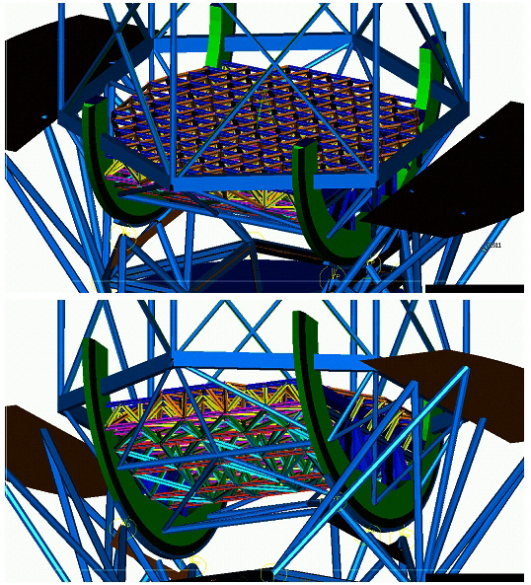


図 4.13: 主鏡セル近傍の構造概観図 (カラー 8 ページ)

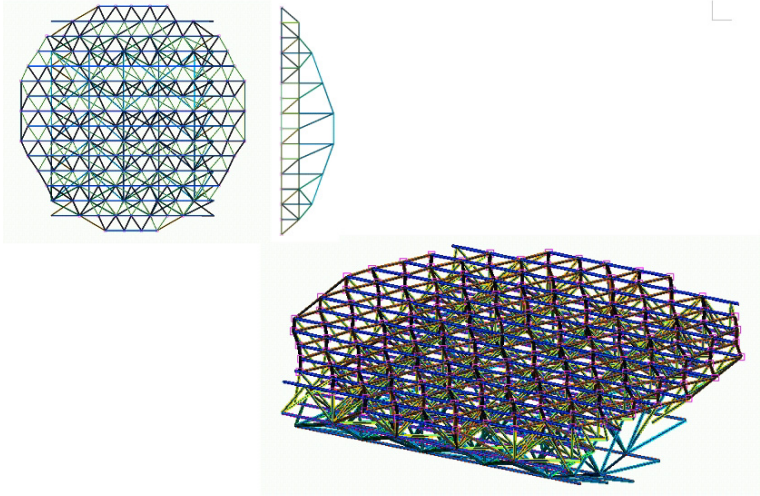


図 4.14: 主鏡セル概観図 (カラー 8 ページ)

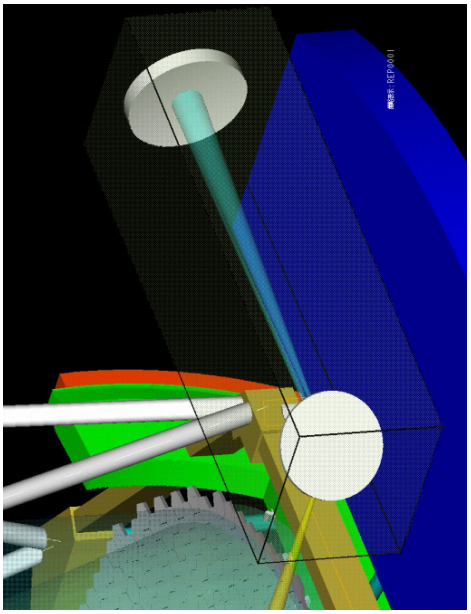


図 4.17: 焦点面近傍拡大図 3（カラー 9 ページ）

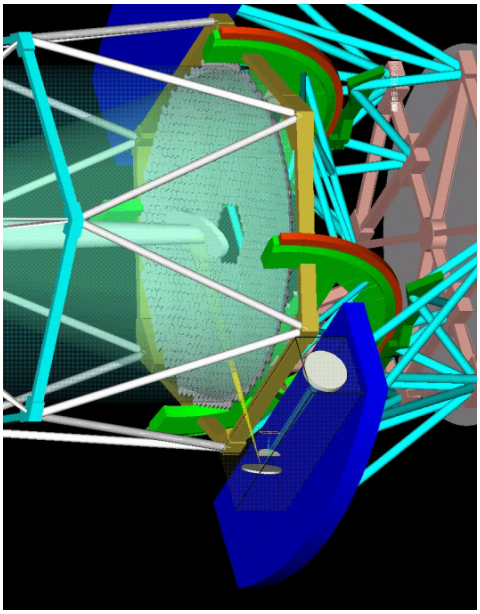


図 4.18: 望遠鏡ナスミス台周辺図 1（カラー 9 ページ）

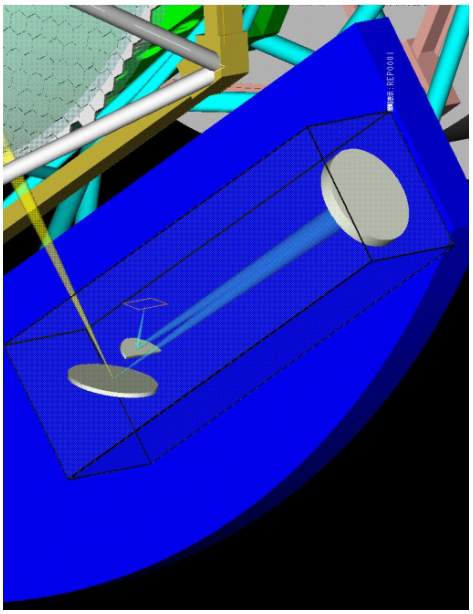


図 4.15: 焦点面近傍拡大図 1

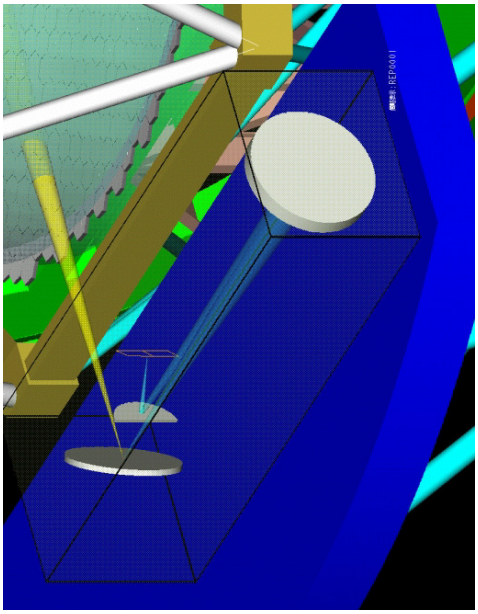


図 4.16: 焦点面近傍拡大図 2

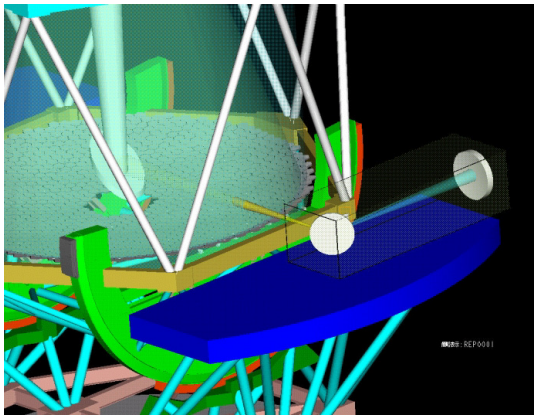


図 4.19: 望遠鏡ナスミス台周辺図 2

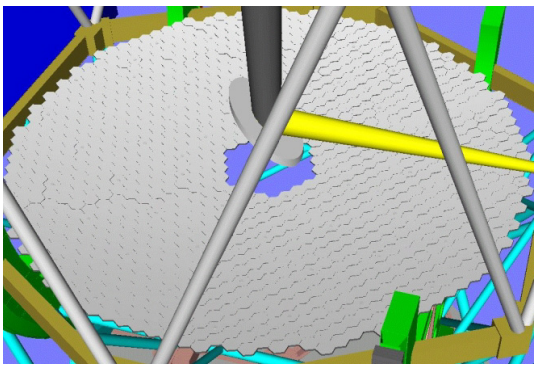


図 4.20: 第 3 鏡付近の拡大図

4.4.5 鏡筒部・架台部

簡略モデルによる固有振動数及び振動モードの検討

図 4.21 に示す解析モデルを用い、固有値解析並びに静解析 (静的加速度 1g が作用する場合) を実施し、固有振動数、振動モード、自重変形を求め、基本構造の妥当性を確認した。

(1) 自重変形

静的加速度 1g の条件下で変形量が最大となるのはナスミステーブルであり、その自重によりモーメントがかかるヨーク脚に最大荷重が発生する。

(2) 固有振動数と振動モード

主要部材の振動モードは、

- テーブルの並進方向、
- チューブの並進方向、
- 方位各軸 (Az 軸) 回りの回転、
- 仰角軸 (El 軸) 回りの回転である。

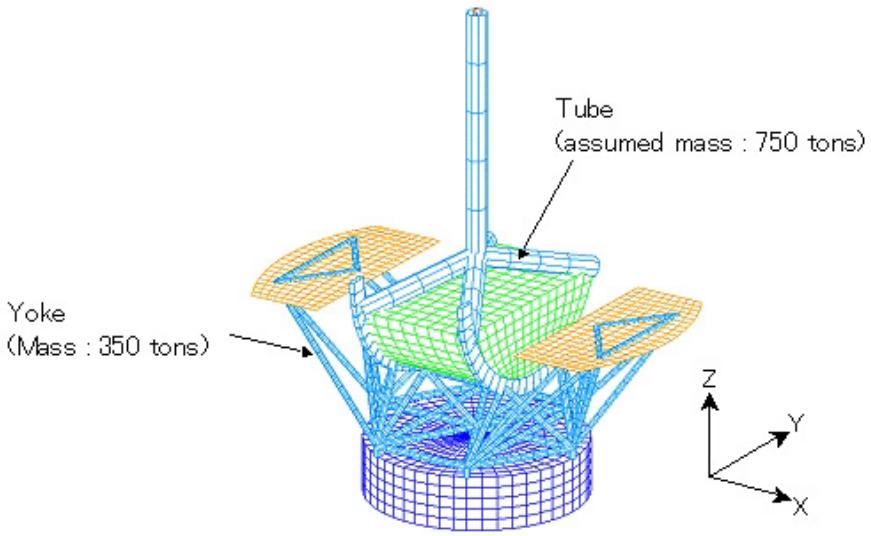


図 4.21: 固有振動数解析モデル (カラー 9 ページ)

1 次の振動モードはテーブルの並進であり、その固有振動数は 2.3Hz である。また、チューブがゆれる振動モードで最も低次の固有振動数は 3.2Hz であり、方位各軸回りは 4.4Hz、仰角軸回りは 4.5Hz となった。

制御ループへの影響別に整理した振動モードを図 4.22–4.23 に示す。また、参考までに主なモードを図 4.24–4.27、振動モード図を図 4.28–4.32 に示す。

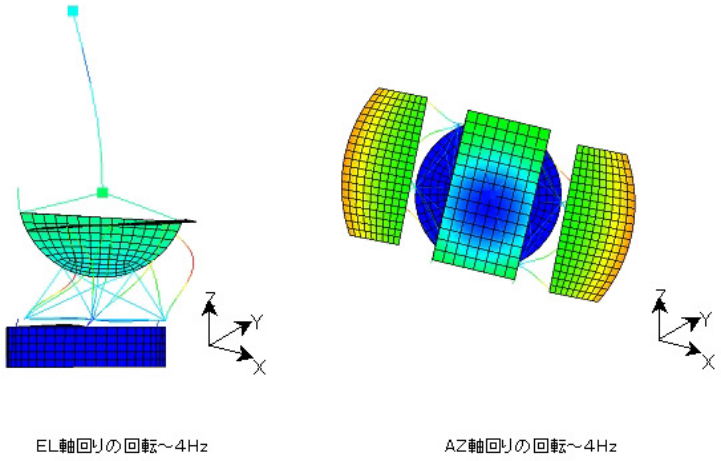


図 4.22: 制御ループに関連した固有振動数解析結果 (カラー 9 ページ)

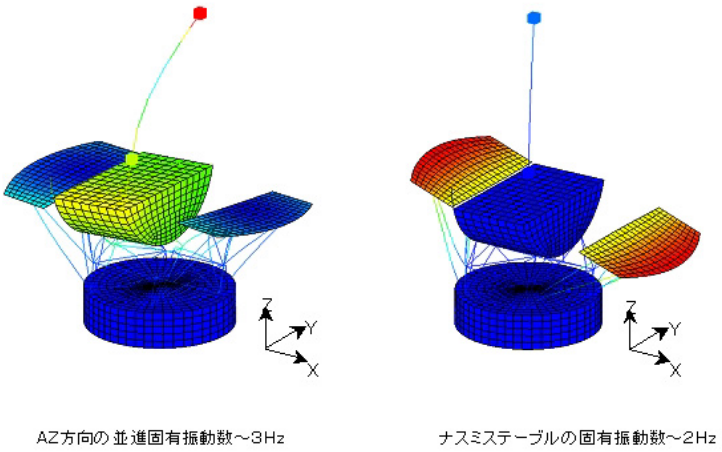


図 4.23: 制御ループに無関係な固有振動数 (カラー 10 ページ)

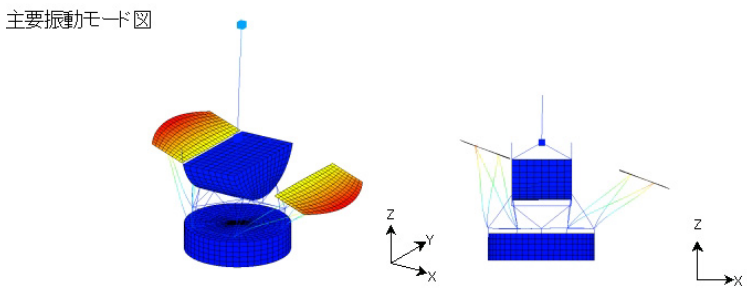


図 4.24: 主要振動モード図 (2.3Hz，テーブル並進方向振れ)

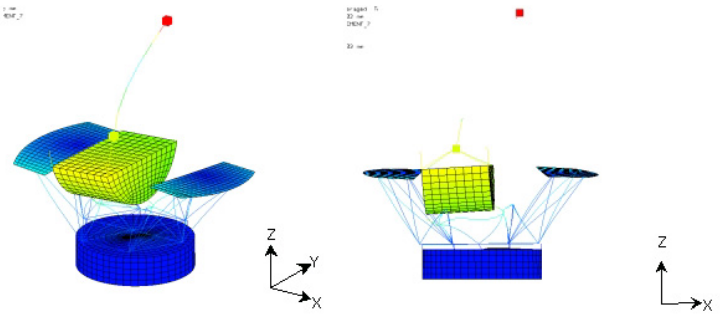


図 4.25: 主要振動モード図 (3.2Hz，チューブ並進方向振れ)

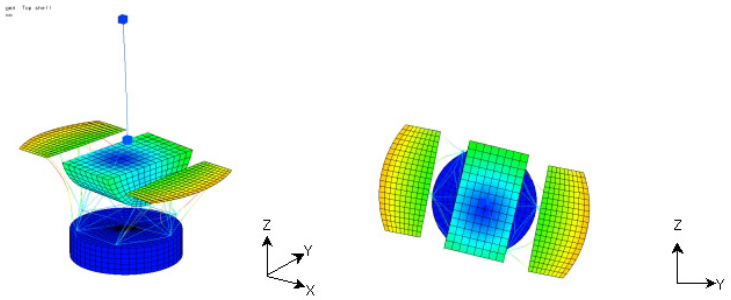


図 4.26: 主要振動モード図 (4.4Hz，方位角軸 (AZ 軸) まわり振れ)

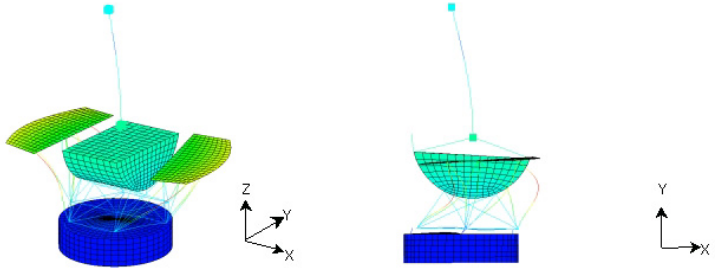


図 4.27: 主要振動モード図 (4.5Hz，仰角軸 (EL 軸) まわり振れ)

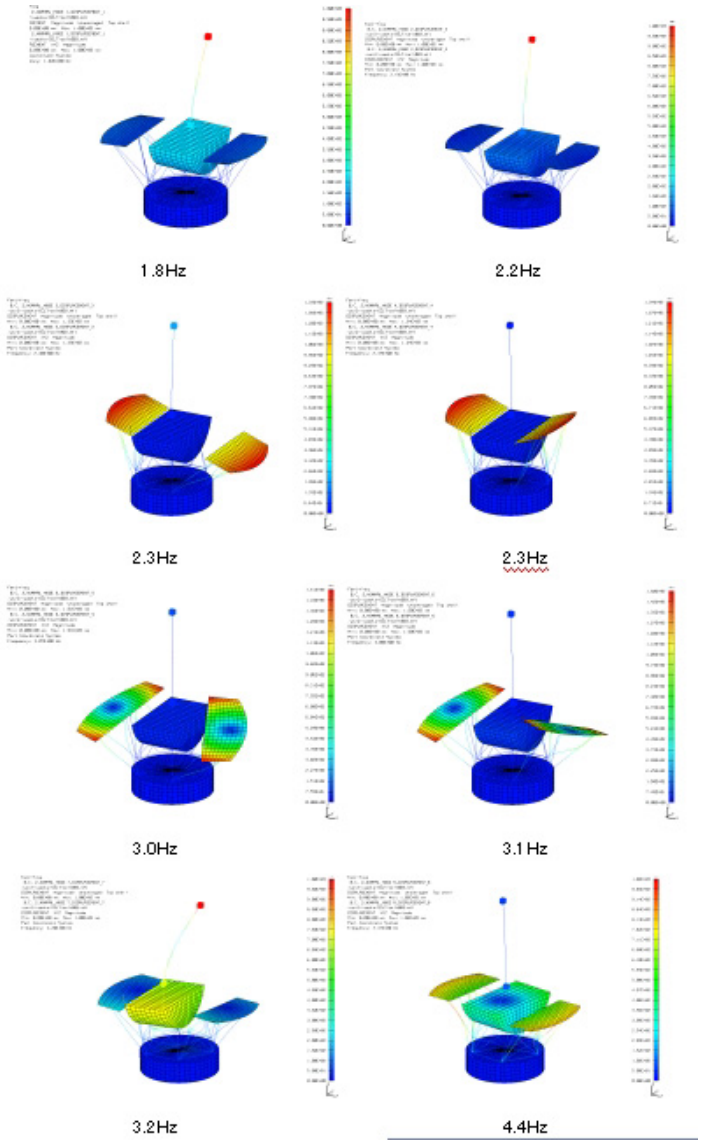


図 4.28: 振動モード図

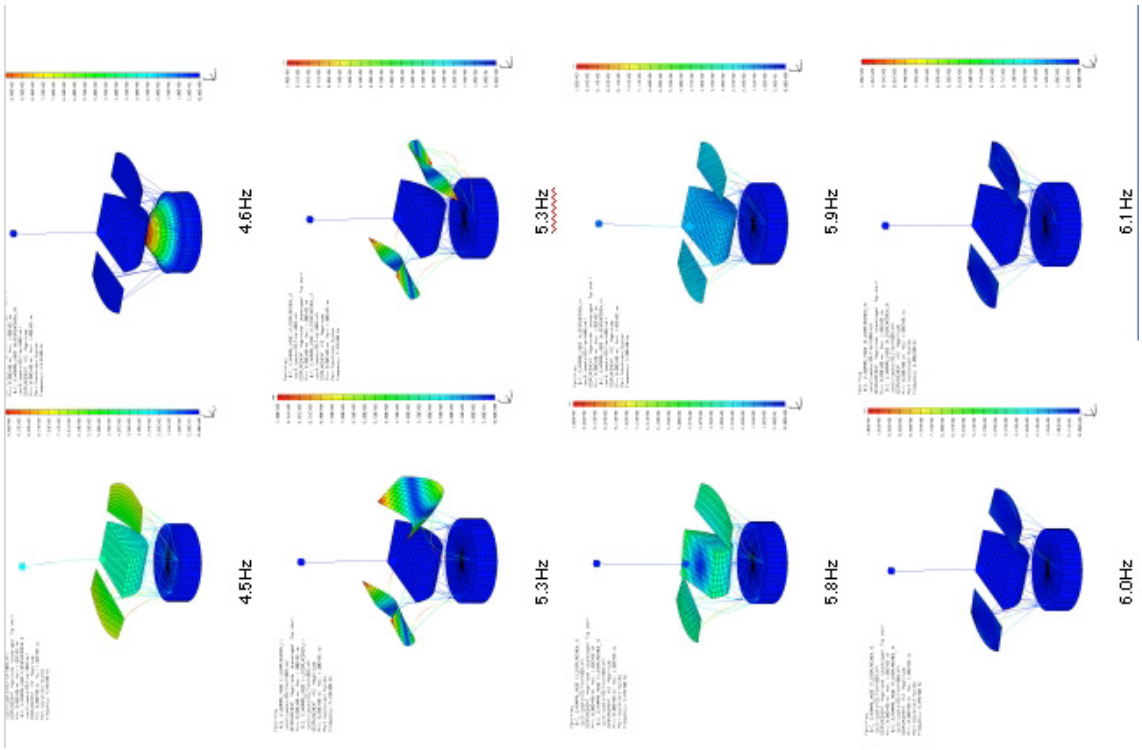


図 4.29: 振動モード図 (続き)

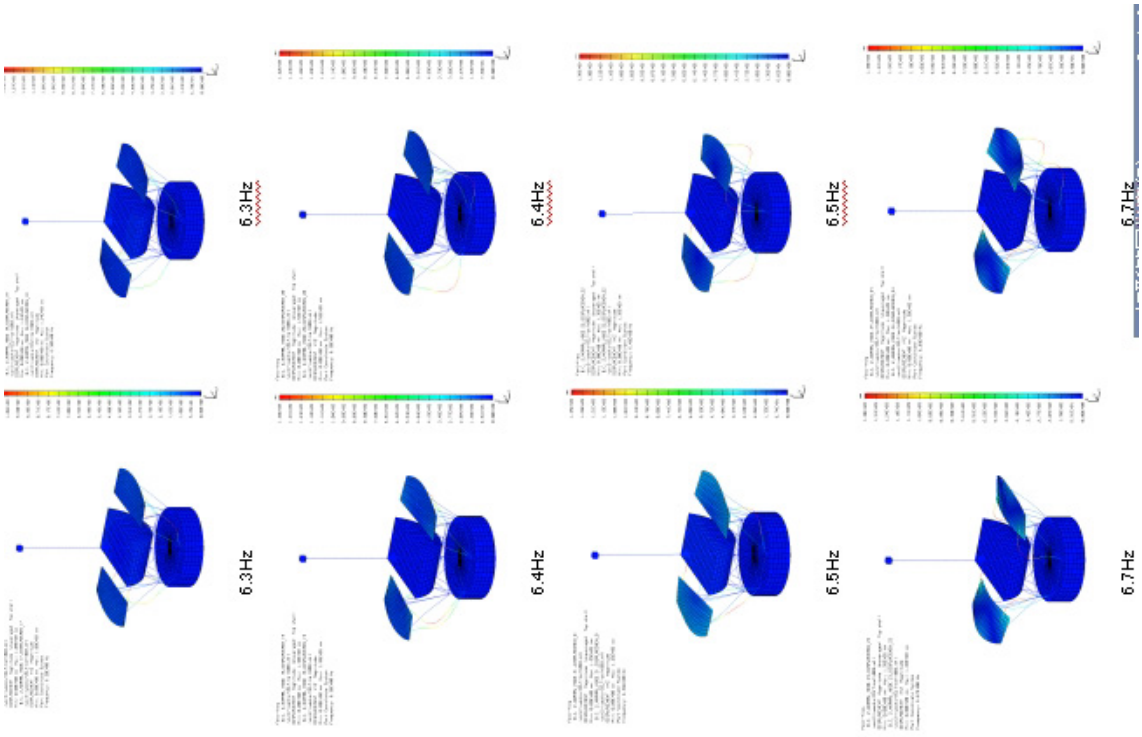


図 4.30: 振動モード図 (続き)

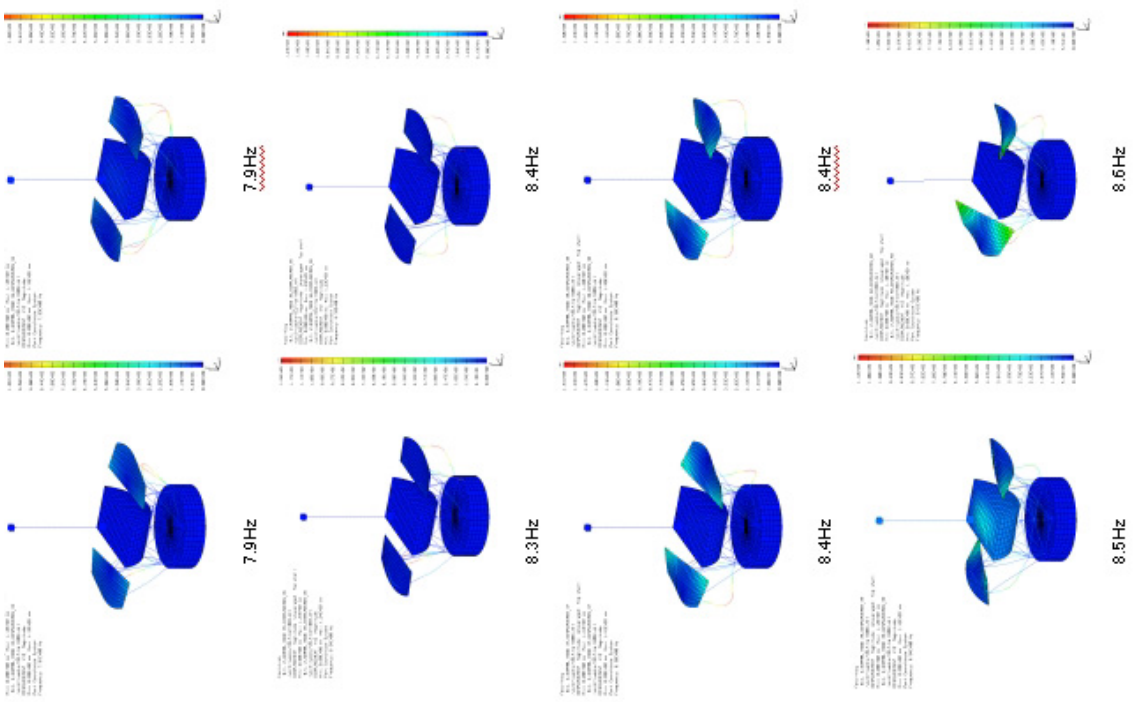


図 4.32: 振動モード図 (続き)

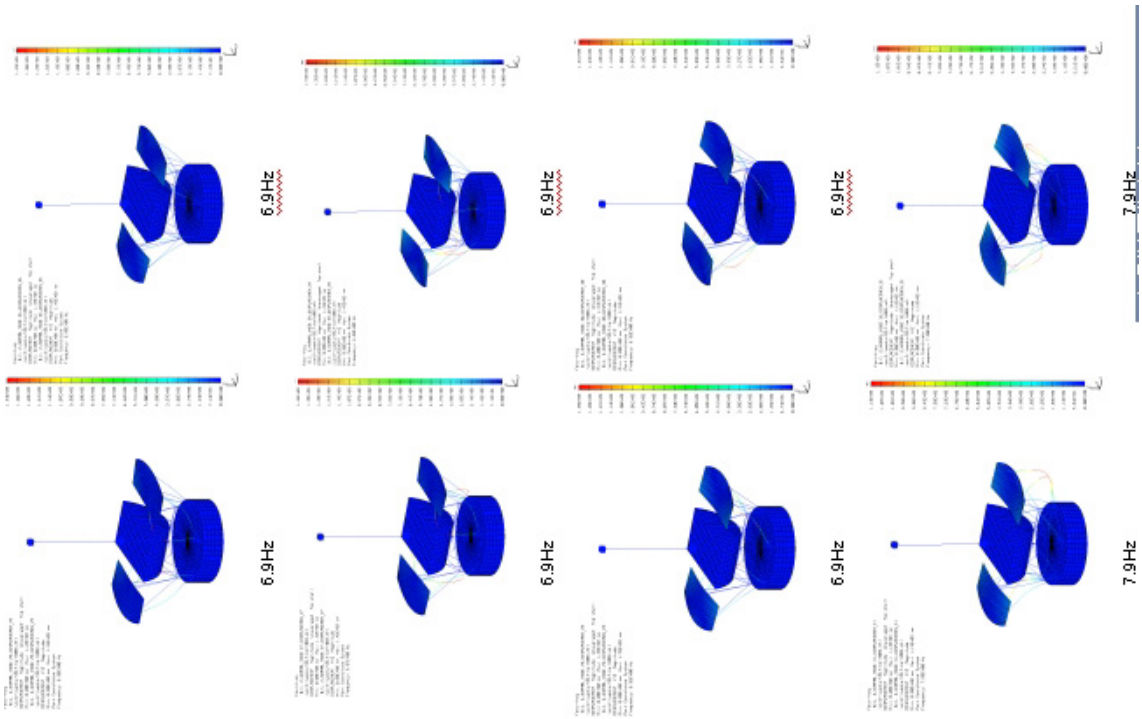


図 4.31: 振動モード図 (続き)

4.4.6　高度軸受部・水平回転部

高度軸受部

図 4.33 に高度軸受部の概念図を示す。ジャーナルは両側面と底面で静圧軸受で支えられる。側面の片側の静圧軸受ランナー面上方に駆動磁石を、その上に速度検出用テープ式エンコーダを設ける。固定側にはコイルアセンブリとエンコーダのスキャニングヘッドを設ける。このように駆動点と検出点を近づけ (いわゆるコロケーションを実現し) 制御帯域を高く取れるような配置とする。

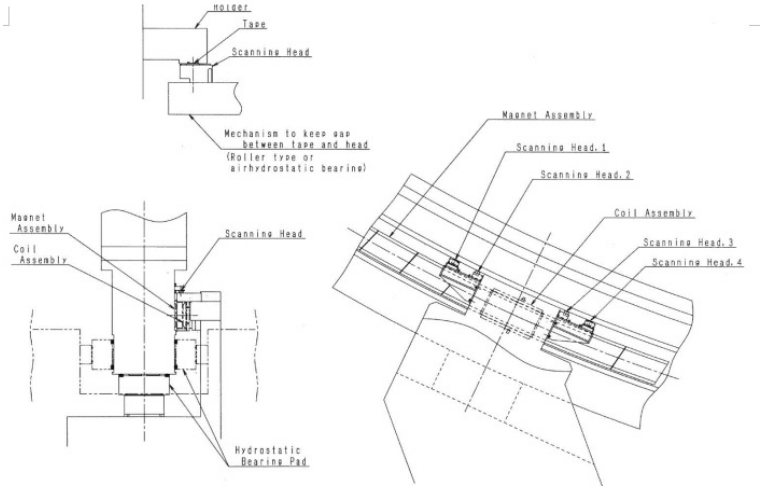


図 4.33: 高度軸受部概観図

水平回転部

図 4.34 に水平回転部の概念を示す。架台は静圧軸受パッドで支えられ、静圧軸受パッドは基礎に取り付けられたレール上面を滑る構造とする。レールの外あるいは内側に磁石を取り付け、架台側にコイルアセンブリを設け、速度検出用テープ式エンコーダをレール側に取り付る。エンコーダのスキャニングヘッドの取り付けられている架台との温度膨張差等によるヘッドのギャップ変動対策としてギャップ保持機構を設けることを検討する。高度軸の場合と同様、駆動点と検出点を近づけ (いわゆるコロケーションを実現し) 制御帯域を高く取れるような配置とする。

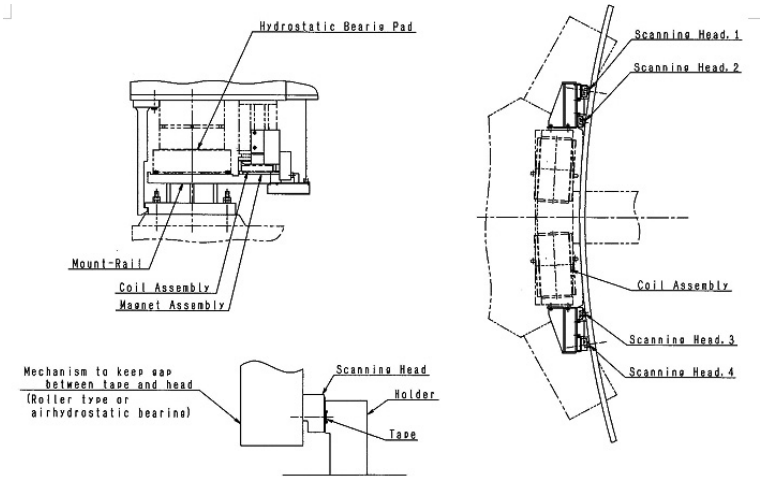


図 4.34: 水平回転部概観図

4.4.7　副鏡支持機構

副鏡支持方式原理のトレードオフ検討を図 4.36 に示す。図中左の方式は ESO VLT 等に採用されているシュベンジンガー支持方式で、裏面のアキシャル支持と外周のラテラル支持からなる。この方式の場合ラテラル支持機構を副鏡の外周にも設ける必要があり、赤外観測の場合熱放射源になる。図中、中央の方式は、すばる望遠鏡の主鏡に採用されている支持方式で、鏡に穴を空

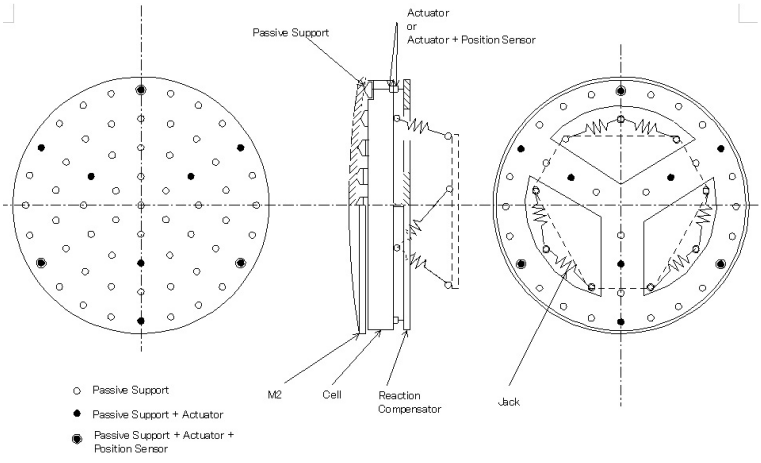


図 4.35: 副鏡支持機構の具体的な配置案

け鏡の板厚の中心でラテラル方向を支持する方式である。この場合、鏡の穴加工が必要で製作工程、コストに影響を与える。

図中右の方式はラテラル方向を 2 つの支持機構でささえ、その支持力の力線の交点が鏡の板厚の中心に位置するように配置したものである。この方式であれば無用の赤外熱放射もなく、鏡の穴加工も不要であり、この方式が好ましいと考える。

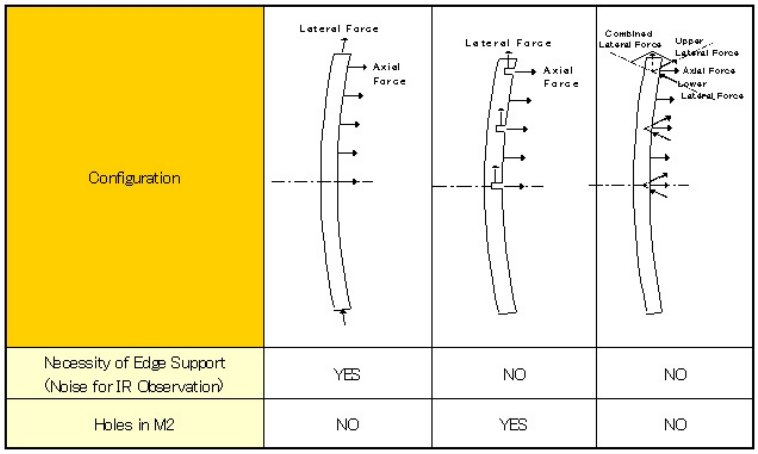


図 4.36: 副鏡支持方式原理のトレードオフ

図 4.35 は副鏡支持機構の具体的な配置案を示す。パッシブサポートは 45 点、からなる。そのうち 9 点にティップティルト駆動アクチュエータを設ける。さらにその内の 3 点に副鏡の剛体位置を検出するセンサーをもうける。ミラーセルは 6 本ジャッキで 6 自由度位置決めする。ミラーセルの上側 (副鏡と反対側) には反力コンペンセータを設け、副鏡駆動の反力をキャンセルする構造とする。次に副鏡支持機構の特徴について下記に列挙する。

多点駆動： 振動モードの腹の点にアクチュエータを配置することにより低次の振動モードの影響をなくし 等価的に副鏡の固有振動数をあげたことになり制御帯域を大幅に向上できる。

副鏡外周から支持機構を全くなくした構造： 赤外ノイズがない

コンパクトなアクチュエータで大推力： (すばる望遠鏡用ティップティルト駆動アクチュエータと同一タイプ)

- 最大推力：500N
- 大きさ：90mmϕ × 高さ 60mm

JELT とすばる望遠鏡のティップティルト駆動アクチュエータへの要求の比較と必要なアクチュエータ個数を表 4.37 に示す。ティップティルト駆動アクチュエータへの JELT 要求仕様をすばるの場合と比較している。 チョッピング周波数を 1Hz 程度とすれば必要なアクチュエータ数は 6~9 個程度で十分実現性があると考える。

	Mass (kg)	Diameter (m)	Inertia (I) (kg·m²)	Chopping Freq. (F) (Hz)	Chopping Amplitude (A) (arcsec)	Number of Actuator ∝I×F²×A
JELT	3200	4.0	3100	1	10	6-9
SUBARU	200	1.3	21	5	30	6

図 4.37: ティップティルト駆動アクチュエータへの要求比較

4.4.8 駆動機構

提案する駆動装置の特徴は下記の通りである。

- ダイレクトドライブシステム (DD) 方式
  - ギア駆動方式と比較して低コスト。
- スムーズな駆動を実現
  - 実績のあるすばる望遠鏡の駆動装置をそのまま適用可能。
  - 高分解能：エンコーダの分解能 0.″0005

次に DD システムの特長を列挙する。

- 一般的な DD の特長
  - ゼロフリクション
  - 高剛性
- すばる望遠鏡の DD の特長をそのまま引き継ぐ
  - 低発熱・高トルク
- プラセオジム磁石を採用、高磁束密度を実現
- 低トルクリップル
  - 磁石のスキューを最適化
  - トルクリップルが最小となるコイル配置

参考までに DD 方式とギア駆動方式とフリクションドライブ方式との比較を図 4.38 に示す。外乱トルクとしてギア駆動方式ではアンチバックラッシュ状態にするために常に 2 個の歯車でトルクをかける必要があり低速時、特に起動時に大きなフリクションの変動となる。また歯形誤差も外乱となる。フリクション駆動方式でも同じくローラ間に与圧をかけるために同様のフリクション変動が発生する。また JELT の場合はローラを一体で加工できず分割せざるを得ないが、継ぎ目の影響がトルク外乱となる。DD システムの場合はこのようなトルク外乱が全くない。

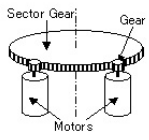
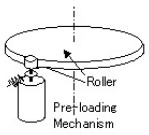
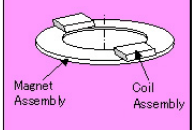
	Gear Drive	Friction Drive	Direct Drive (DD)
Configuration			
Torque disturbance	*High friction variation due to anti-backlash *Tooth shape profile error	Rolling friction variation	Zero disturbance
Stiffness	Stiffness reduction due to gear box	Stiffness reduction due to drive mechanism	Zero stiffness reduction
Satisfy tracking accuracy?	Difficult	Possible	Easy
Cost	High (due to machining of sector gear and on-sight alignment necessary)	Low	Moderate (cost of magnet per length lower than machining cost of sector gear)

図 4.38: DD 方式とギア駆動方式とフリクションドライブ方式との比較

一方、剛性について比較すると、ギア駆動方式とフリクションドライブ方式では機構の剛性の分だけ駆動装置の剛性が低下するが、DD 方式の場合はモータ以外の機構が存在せず剛性低下は全くない。

これらの観点から DD 方式であれば高い追尾精度を容易に達成可能である。コスト的にはギア方式ではギア加工が必要であるが、単位長さあたりのギア加工コストと磁石のコストを比較すると磁石のコストのほうが非常に低く、フリクションドライブ方式と大差無い。従い、総合的に判断し DD 方式を採用する。なお、表 4.5 にすばる望遠鏡の DD システムの諸元を示す。

ここで、下記に TMT 計画の Technical Report No.4 を参考にした DD システムに対する要求性能を示す。

1. Slewing requirement 360°Azimuth, 65°Elevation / 5min
2. 1″on sky 1 s
3. 10″on sky 3 s
4. 100″on sky 10 s
5. 1000″on sky 30 s

Item	Performance
Maximum Torque	70,000Nm (7 ton・m)
Nominal Torque	23,000Nm (2.3 ton・m)
Cogging Torque	< 1%
Number of Coil Assembly	8 for Elevation, 4 for Azimuth
Radius of Coil Assembly Location	3.5m for Elevation 7.5m for Azimuth
Maximum Driving Force of Each Coil Assembly	2,600 N
Nominal Driving Force of Each Coil Assembly	870 N
Heat Dissipation of Each Coil Assembly	500W at Maximum Driving Force 55W at Nominal Driving Force
Dimension of Coil Assembly	530mm x 220mm x 50mm

表 4.5: すばる望遠鏡の DD システムの諸元

	Driving Force of Each Coil (N)	SUBARU		JELT		
		Number of Coil Assembly	Torque: Coil Driving Force (N) x Radius (m) x Number of Coil	Number of Coil Assembly	Torque: Coil Driving Force (N) x Radius (m) x Number of Coil	Required Torque
Elevation	2600	8	2600x3.5x8= 73,000Nm (~7 ton・m)	4	2600x15x4= 160,000Nm (~16 ton・m)	>100,000Nm (10 ton・m)
Azimuth	2600	4	2600x7.5x4= 78,000Nm (~7 ton・m)	8	2600x16x8= 330,000Nm (33 ton・m)	>200,000Nm (20 ton・m)

表 4.6: 超大型地上望遠鏡用 DD システムの諸元

6. 最大速度と最大加速度

   - 最大駆動速度 (粗精度エンコーダ使用)：1.2 °/s
   - 最大追尾速度 (高精度エンコーダ使用)：0.2 °/s
   - 最大化速度：0.05 °/s^2

7. 最大トルク

   - 水平軸：1×10^5 Nm (∼10 ton·m)
   - 高度軸：2×10^5 Nm (∼20 ton·m)

8. イナーシャ

   - 水平軸：1×10^8 kg m^2
   - 高度軸：2×10^8 kg m^2

これらの要求仕様に対し、すばる望遠鏡の DD システムに基づいて採用する JELT 用 DD システムの諸元を表 4.6 に示す。

4.4.9 追尾制御装置

超大型地上望遠鏡向け追尾制御装置は、基本的にすばる望遠鏡で開発した追尾制御装置を流用する。下記にその特長を示す。

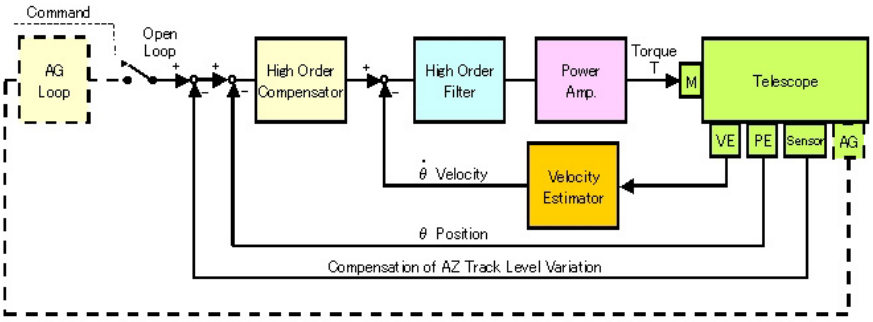


図 4.39: 超大型地上望遠鏡向け追尾制御装置のブロック図

1. 高制御帯域を得るための制御器の高次フィルター
2. 構造共振と反共振の補償
3. 制御器内の速度推定器
   - 通常速度の場合はエンコーダーからのパルスをカウントして速度を推定。
   - 超低速 (超低周波数) の場合、オブザーバーの推定器で速度を推定。
4. 構造モーダル次数を縮退させたトータルシステム解析
5. 周波数応答関数に基づく構造設計
6. 予測制御の組み込み
   - スルーイング時の収束加速、ガイド時の収束加速、スルーイング、ADC 駆動、ImR/InR 駆動、ガイドプローブ駆動などの並行動作を可能とすること。

また、超大型地上望遠鏡向けに新たに以下の機能を追加する必要があると考える。

1. 風等の外部擾乱を抑制するための高次補償器 (H∞ 制御)
2. 水平回転レールのうねりによる指向誤差に対する自動補償

これらの特長を有する追尾制御装置のブロック図を図 4.39 に示す。

4.4.10 超軽量架台の試作開発

名古屋大学と京都大学のグループはそれぞれ独立に口径 3.5m 級の軽量化望遠鏡を次世代望遠鏡開発の一環と位置づけて開発中である。名古屋大学ではトラスを組み上げて C 型マウントに搭載する形式で超軽量望遠鏡構造を試作し、その駆動に成功している。軽量化望遠鏡の重量は通常の望遠鏡の 1/5 以下である。京都大学のグループでは、3.5m 望遠鏡を 6 枚のセグメント鏡の合成で試作する計画を推進中であり、セグメント鏡の支持機構やアクチュエータの試作開発を進めている。これらの試作開発実績を JELT のセグメント鏡支持機構および望遠鏡トラス構造機構の実現に活かすことができる。

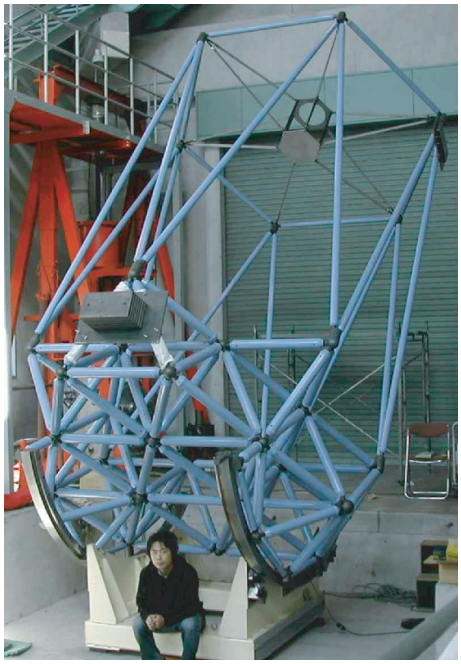


図 4.40: 開発中の超軽量望遠鏡

名古屋大学は平成 15 年度から直径 3m の鏡を搭載できる超軽量架台 (図 4.40) の開発を行っている。先述したように、次世代の巨大望遠鏡では従来の架台構造の単純なスケールアップを行うと重量が増大しすぎて自重に耐えられない構造になってしまう。また巨額の建設費を抑えるために、軽量で強固な新構造が求められている。現在同グループで開発している超軽量な望遠鏡構造は、世界中で考案されている巨大望遠鏡のデザイン (図 4.41) と共通する部分がある。これは超大型望遠鏡の 1/10 モデルとみなすことができ、この架台の開発は巨大望遠鏡の建設技術につながるものである。

以下にその特徴を述べる。

図 4.41: 欧米の 30m 望遠鏡計画

強度の向上

架台の目的は鏡と装置を保持しながら、誤差 0.″5 以内という高い精度で天体を追尾することである。鏡の重さは望遠鏡のサイズに拠り、3m 規模でも 1 トン以上、巨大望遠鏡となれば 80 トン程度になる。このような大重量の鏡を正確に保持するために、鏡を載せる主鏡セルには高い強度が求められる。従来の望遠鏡架台では主鏡セルはフォークによって両端で吊るされる構造になっているため、主鏡セルが撓みやすい。一方、本架台では主鏡セルを真下から支持しているため、セルに撓みが発生しにくい強い構造となっている (図 4.42)。これにより同じ強度を保ちながら大幅な軽量化を図ることができる。また後述の軸受と組み合わせることで、フォークが高さと幅ともにコンパクトになり、望遠鏡全体を水平回転させる方位構造もコンパクトになった。

軸受

上記の主鏡セルの支持方式を可能にしたのが大きな円弧状の軸受 (C マウントベアリング) である。2 本の円弧状の軸受が主鏡セル全体を真下から包むように支持し (図 4.40 の下部の円弧状の部品)、あらゆる角度で安定した支持を可能としている。このような軸受と上記の主鏡セルとの組み合わせは、欧米が構想している巨大望遠鏡と共通する必須技術である (図 4.41)。一般の軸受けは輪軸を支えるものであり、本機のように直径 3m

の軸受を必要とする構造は不可能であったが、近年、国内の軸受メーカが開発した安価で高精度な軸受けを採用し、実現可能となった。

軽量化

本構造では軽量かつ強固なトラス構造でセルを製作した。従来の望遠鏡は箱型の構造で製作されており、いわば贅肉の多い構造であった。一方トラス構造は強度にとって必要な要素だけを抽出した効率のよい構造である。さらに本機で使用しているトラスはスタジアムの屋根などに使用される建築部材を利用した。トラス構造独特の煩雑な設計と加工は、このような製品化された廉価で高精度なトラスを利用することで解消した。このようなトラス構造は大きな電波望遠鏡において広く活用されてきたが、より高い精度が要求される光赤外線の望遠鏡では使われてこなかった、しかし将来の巨大望遠鏡においては必須の技術となる。

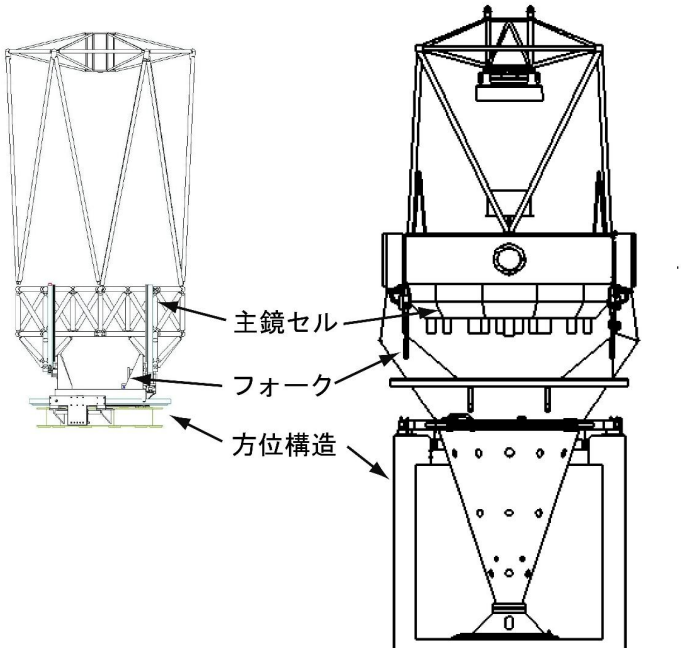


図 4.42: 同規模の望遠鏡との比較。左が超軽量架台、右が米国の WIYN 3.5m 望遠鏡。同規模の望遠鏡に対して高さが 1/2 近くにコンパクトになっていることがわかる。

巨大望遠鏡のために

このような構造を達成するにはいくつかの課題がある。まず、フォークから上方の鏡筒構造が長いため、不安定かつ上下の強度バランスが悪い構造になる。しかしながら近年の鏡研磨技術の進歩で明るい鏡の製作が可能となったため、鏡筒はかなり短くなり、実現化に大きく貢献している。また、セルリエ・トラス構造などこれまでの望遠鏡鏡筒では、望遠鏡を傾けて鏡筒が撓んでも光軸がずれないようにするため、前もって算出した強度で鏡筒を製作し、主鏡と副鏡の相対関係を保持する設計が採用されてきた。しかし本構造ではこの方式は採用することができないため、主鏡と副鏡の支持部分でずれを補正する技術を開発する必要がある。

	本機	従来機
重量 (t)	4	30
高さ (m)	6.5	10 以上
価格 (円)	3000 万	数億

表 4.7: 従来機との比較

C マウント軸受は、従来のものと違い 2 列の大きな円弧からなるため真円度と同軸精度を確保しにくい。従来の軸受では固定された軸が実在したが、本構造では回転軸は仮想的な存在となるため、現実には軸が駆動中に移動する可能性が大きい。そのため、制御に固有の補正を施す必要が出てくるであろう。巨大なトラス構造は接合点が多いため組み立て精度と、主鏡セルの回転運動に伴うガタの発生が懸念される。特にガタが発生した場合は主鏡の位置に誤差が生じるため、実用に耐えないものとなってしまう。

現在、実験機においてはほとんどの課題を解決してきているが、今後更な大型化に伴う予期しうる問題と解決法を検討していく必要がある。

4.4.11 新型アクチュエータの開発

すばる望遠鏡のアクチュエータ・支持機構の製作経験を活かして、新しい軽量アクチュエータとセグメント調整測定メカニズムの検討を京都大学、三菱電機が独自に進めている。

口径 30m 級の望遠鏡を光学的極限 (回折限界) の性能で使用するためには、予想される望遠鏡構造物の機械的変形量 (数 mm) のストロークを持ち、使用波長の 1/20 (∼50nm) の精度で各分割鏡の光軸方向の位置と傾きを制御する高精度アクチュエータシステムの開発が必要である。京都大学では口径 30m 級望遠鏡のプロトタイプとなる 3.5m 望遠鏡の建設を計画しており、同大学院理学研究科宇宙物理学教室でその 3.5m 分割鏡を支持するための高精度アクチュエータシステムの開発を行っている。開発中のシステムの概要を図 4.43 に示す。

リニアアクチュエータ (図 4.44) は、DC モータとハーモニックギアヘッド及びボールネジを組み合わせたもので、ストローク 10mm、分解能 70nm、繰り返し位置決め精度 500nm である。これをてこを用いて分解能を 10 倍に高めることにより、繰り返し位置決め精度 50nm を達成する。これによりストロークは 1mm となるため、30m 級望遠鏡にそのまま使用することはできないが、基本的設計概念は同様になるものと考えられる。非接触センサ (図 4.44) は、接地された導電面との間の静電容量を交流定電流を流すことにより測定するもので、測定レンジ 1mm、分解能 300nm のものを複数個取りつけて試験的に使用しているが、将来的には更に分解能の高いセンサが必要である。

てこ機構部分は、望遠鏡の姿勢やストロークの変化に対して関節部分にガタを生じないことが重要であり、油圧シリンダ方式や無関節てこ方式等が考えられるが、海外の大型望遠鏡計画でも検討されている無関節てこ方式を採用することにした。

図 4.45(左) で示されるように、てこ機構はアクチュエータ上部に位置し、3 本の無関節てこにより同軸上でリニアアクチュエータの駆動量を 1/10 に減らす構造となっている。これを望遠鏡構造物を想定したトラス構

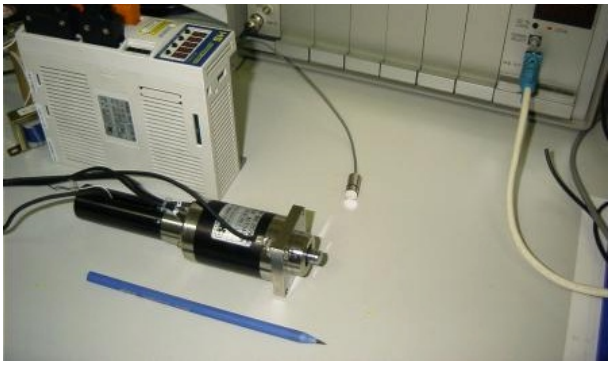


図 4.43: 高精度アクチュエータシステム概要

図 4.44: アクチュエータと非接触センサ写真

図 4.45: アクチュエータ全体図 (左) とトラス構造物に取りつけた写真 (右)

造の土台に取りつけたものが図 4.45(右) で、トラス構造の節目となるグローブ (球体構造物) を挟んで下側にリニアアクチュエータ、上側にてこ機構の配置となっている。現在、これに非接触センサを取りつけ、コンパクト PCI バス上のボードコンピュータより制御して位置測定をする試験を始めている。

4.5　鏡面製作

4.5.1　超高精密研削装置

鏡製作の現状

研磨による最大の一枚鏡は米国アリゾナ大学において 8.4m まで達成されている。しかし、これ以上の大型鏡は計画されておらず、将来の大型望遠鏡は分割鏡方式で達成されることは世界の共通認識となっている。事実、現在計画中の全ての大型望遠鏡は、分割鏡の大きさと形状は多様であるものの、分割鏡方式を採用している。この分割鏡方式には、非軸対称の鏡面の製作と複数の分割鏡を 1 枚の大型鏡として機能させるための制御技術が大きな課題となるが、すでに同じく米国のケック 10m 望遠鏡 (36 枚の分割鏡) でその実用性は立証済であり、将来の巨大望遠鏡への可能性は立証されている。

一方、わが国はこれまで 1m クラスの鏡までしか製作した経験が無い。国際競争力を考慮すると、鏡の製作技術では大きく出遅れている。しかし、巨大望遠鏡時代においては、巨大な一枚鏡ではなく、小さな非軸対称の分割鏡を多数製作する技術を開発できれば、一気にその差を縮め、十分に世界と対等の競争ができる。

30m 級の巨大望遠鏡の主鏡は、約 1000 枚の大きさ 1m ほどの非軸対称・非球面鏡 (分割鏡) を敷き詰める (図 4.46)。しかし伝統的な研磨技術では研磨機 1 台で、1 枚あたりおよそ 1 年と 5000 万円の期間とコストを必要とする。さらに本質的に通常の研磨法では軸対称の形状しか製作できないため、分割鏡を製作するにはいくつかの追加工程が必要となる。そこで我々は研磨に代わり研削という加工による鏡製作技術に注目している。

研削と研磨

研削では高速回転する砥石によって加工を行なう。砥石には細かく硬い砥粒が固定されている。その砥粒が断続的に加工物面を切削除去していく。砥石の位置は数値制御により運転され、自由曲面の加工が可能である (図 4.47)。

一方、研磨は非固定の砥粒を液体と共に加工面に押し当て、こすることで加工面を切削除去していく。形状を決定する切削量は押し付ける力、砥粒径や時間などパラメータが多いため、経験則や頻繁な形状測定が必要となる。さらに滑らかな曲面を成型するために加工物の回転も必須となる。そのため研磨では非軸対称な形状

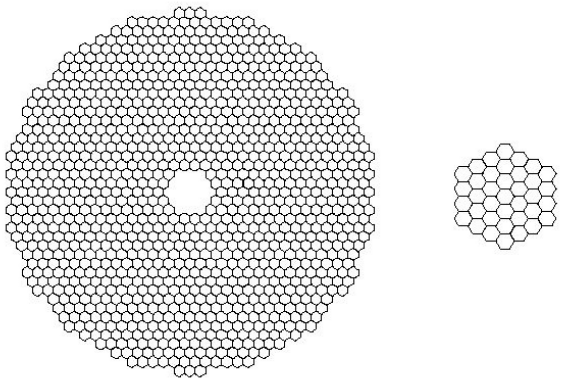


図 4.46: 左：30m 望遠鏡の分割鏡 (参考) 右：ケック 10m 望遠鏡の分割鏡

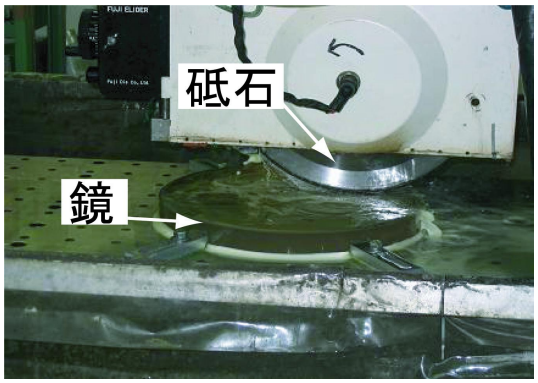


図 4.47: 研削加工の様子 (カラー 11 ページ)

は製作できない。現存の技術ではガラスをあらかじめ計算された応力で撓ませた状態で研磨を行い、終了後に応力を開放し、非軸対称の曲面を製作している。

光赤外線望遠鏡に要求される鏡の面精度は形状と表面粗さともに波長の 20 分の 1、つまり 30nm が要求される。これまで研削による鏡製作が行われてこなかった理由は、振動、環境温度の変化、材料や砥石の加工応力による変形などにより形状誤差が発生しやすく、一般に 10cm×10cm 以上の大きさの加工面では数 μm の形状誤差が発生するからである。

最新の研削技術

しかしながら近年における我が国の研削技術の進歩は目覚ましく、その加工精度は研磨と同等の数十 nm に迫りつつある。我々はその中でも特にナガセインテグレックス (株) の研削盤に注目している。この会社の開発した研削盤は ϕ300mm 以上の加工範囲に対して分解能 1nm を達成している。研削盤そのものを除震台に載せ、二重の空調によって 0.1°C の温度管理を施すことで外乱を除去している。このような優れた環境は干渉法による形状測定においても大変有利である。われわれは現在ナガセと、鏡面研削に特化した更に大型の研削盤の開発を検討している。これまでに大型加工のニーズが無かったことが原因で ϕ1m 規模の超精密研削盤は存在しない。この点においては現存の研削盤で十分な検討の後、大型化の意義を判断したい。また研削盤の価格は一台あたりおよそ 3 億円である。我々の目標としては一台の研削盤で分割鏡一枚を 1 週間以内で製作し、研削盤を複数台占有することで 1000 枚の鏡を 2 年程度で完成させたい。

なお米国の TMT 計画では、ケック望遠鏡の時とほぼ同じ技術を用いて、最短で 3 年間での鏡製作を目標としている。

これまでの試験

われわれはこれまでに理化学研究所大森素形材工学研究室と山形県工業技術センタとで 2 回の研削による試験鏡の製作を行なった。

理研では非軸対称形状の加工も想定して、ϕ300mm の低膨張ガラスクリアセラム Z を回転させずに球面鏡に研削した。干渉測定可能範囲が全面のおよそ 70% で、その領域における形状精度は 4λ 程度であった (図 4.48)。測定範囲外は形状精度が低いために干渉像が得られなかった。

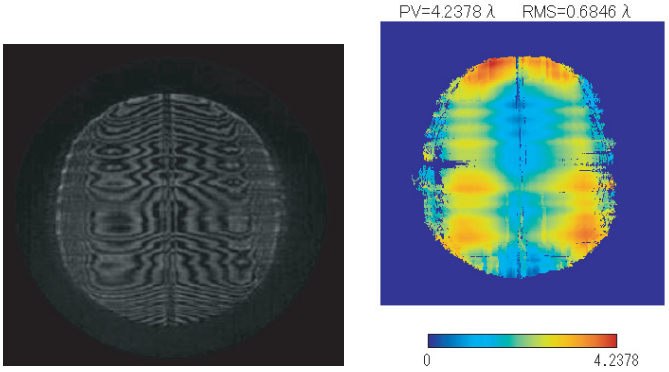


図 4.48: (左) ϕ300 研削鏡の干渉縞 (右) ϕ300 研削鏡の形状 (カラー 11 ページ)

山形工業試技術センタでは ϕ100mm のゼロ膨張セラミック (ZPF : 4.5.2 章参照) を回転研削と非回転研削による方式の二通りで研削加工した。回転研削は円形鏡面の外周部と内周部とで焦点距離 (曲率) が若干異なり二重焦点のような鏡になってしまった。外周と内側は共にそれぞれ鏡面精度 1λ 程度であったが、形状誤差がかなり大きかった (図 4.49)。非回転研削による研削は、砥石の条件出しや設備不足で不十分な加工であったため、再度試みる予定である。この試験の詳細は後述する。

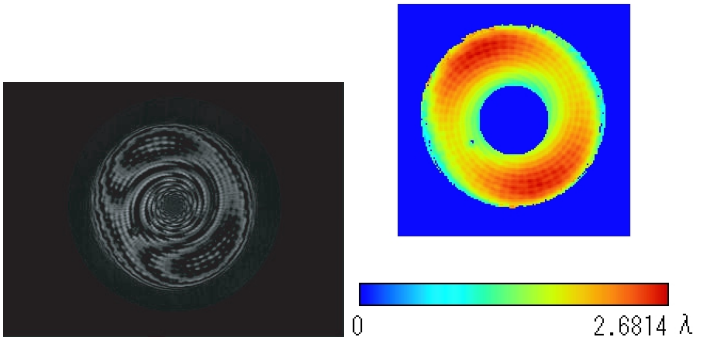


図 4.49: (左) ϕ100 研削鏡の干渉縞 (右) ϕ100 研削鏡の形状 (カラー 11 ページ)

計測技術

高精度な鏡の開発には加工・計測の 2 つが必要不可欠である。広い面積を持つ望遠鏡の主鏡形状の測定には干渉計が適している。干渉計を使用して球面・平面を測定することは容易である。またヌルレンズ[3]を用いることで軸対称な非球面の測定も可能である。実際、多くの望遠鏡の主鏡形状がヌルレンズ干渉計 (図 4.50 左) で測定されている。しかし非軸対称な鏡面を測定するためのヌルレンズを製作することは難しい。今回、ヌルレンズにかえて CGH(Computer Generated Hologram) を使用した干渉計 (図 4.50 右) を検討した。

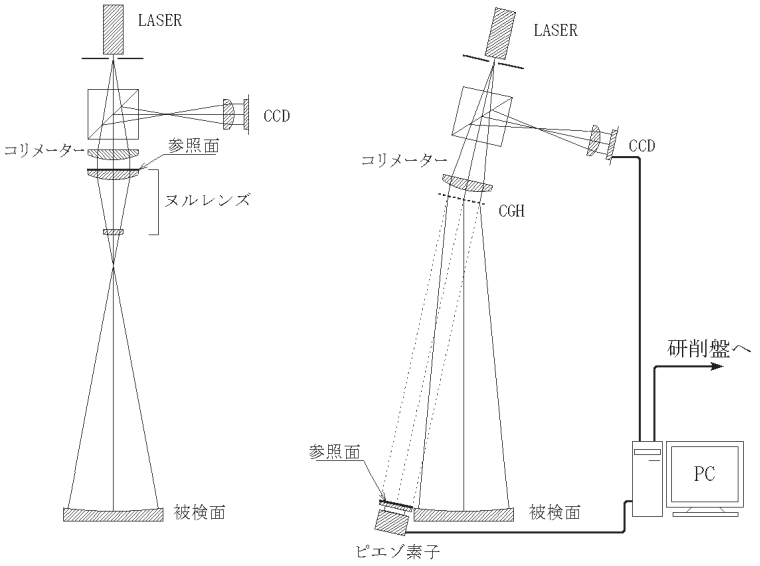


図 4.50: (左) ヌルレンズ干渉計 (右) CGH を用いた干渉計

CGH はガラス基板上に波長程度の間隔で透明・不透明の縞模様を刻んだ光学素子であり FZP(Fresnel Zone Plate) とも呼ばれる。原理は回折格子と同じで、縞模様 1 本ごとに 1 波長ずつずれた素源波が干渉することで新たな波面が形成される (図 4.51)。回折格子の縞は等間隔であるため 1 次光の波面は傾いた平面となる。CGH では縞の間隔・形状を変えることで任意の形状の波面を作り出すことができる。ヌルレンズのかわりに CGH を使うことで測定可能な面形状の自由度が大幅に増加する。また、複数のレンズで構成されるヌルレンズに比べて、単一の素子である CGH は光軸調整が不要という利点も持つ。

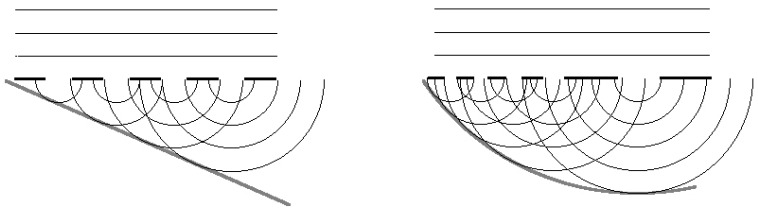


図 4.51: (左) 回折格子 (右) CGH

超大型望遠鏡の主鏡は曲率半径が非常に大きい。干渉計は被検面の曲率中心付近に設置するため干渉計と被検面の距離が非常に長くなる。従って振動や空気揺らぎなど外乱の影響を受けやすい。特に振動の影響を減らすため以下に述べる 2 点の工夫を行う。

1. 被検面と参照面を共通のステージ上に配置する。振動があっても被検面と参照面が同じ運動をすれば測定への影響は相殺されて減少する。また被検光と参照光の光路長が等しくできるためレーザー発振波長の変動の影響も受けにくい。

2. 干渉縞の読み出しに必要な時間を短くする。位相シフト法で鏡面形状を復元するには最低 3 枚の干渉縞画像を取得する必要がある。これまでは 1 セットの干渉縞画像を取得するのに数秒の時間をかけていた。振動周期より十分に短い時間 (1msec 以下) での干渉縞画像取得を目指す。これを実現するため複数の CCD を同時に動作させる読み出し回路を開発する。

ナガセインテグレックス社 超高精度研削加工装置

ナガセインテグレックス社[4]は精密工作機械の製造会社であるが、我々は同社の超精密研削装置に注目した。

[3] 入射された光の波面を被検面と同じ形状の波面に変換するレンズ。通常、球面レンズ 1~3 枚程度で構成される。
[4] http://www.nagase-i.jp/new_top/html/top/tope.htm

これは被工作物の駆動ステージの全ての軸に、すばる望遠鏡の望遠鏡駆動機構にも採用した静圧軸受を採用し、最高級装置では送り分解能 1nm という驚異的な安定性と精度で剛性度の高いサーボ送り機構を実現した (図 4.52)。この装置が驚異的な工作精度を達成しているもう一つの秘密は研削ヘッドのスピンぶれを自動制御により実時間で安定化する機構を組み込んでいることにある (図 4.53)。

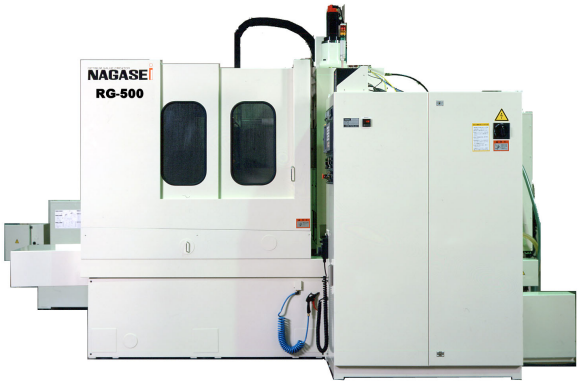


図 4.52: 超高精度研削加工装置 (提供 : ナガセ インテグレックス)

これらの新しい工夫を組み込んだ数値制御研削装置を厳密な温度制御と防振環境に設置することで、条件によっては 10nm レベルの加工精度を達成している。この装置を用いることで鏡の非球面研削加工工程を大幅に短縮し、研磨工程に要する時間も大幅に短縮できる可能性がある。

図 4.53: 研削ヘッド振動除去自動安定化装置 (提供 : ナガセ インテグレックス).

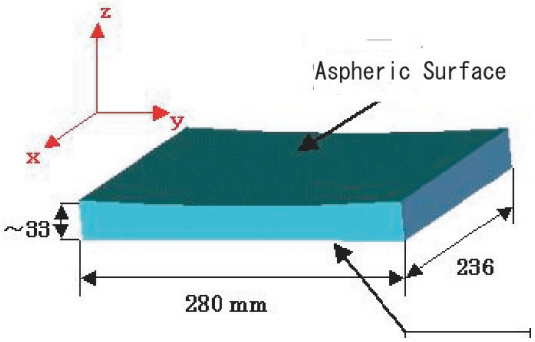


図 4.54: ナガセ社製超高精度研削加工装置で生成した非球面

図 4.54 はこの研削装置で研削加工により生成したシュミット補正板である。これはすばる望遠鏡の第二世代観測装置である多天体ファイバー分光器 (FMOS) の赤外線分光器の中で用いるシュミット補正板であり、撮像用補正板にくらべて要求精度が緩いものの、研削のみで研磨をほとんど必要としないレベルの非球面を生成することができた。

この装置の可能性を見極めるため、この装置を導入した山形県工業技術センターとの共同研究として、天文台で製作した 10cm ゼロ膨張セラミック (ZPF :4.5.2 章参照) 円盤を研削加工する実験を行った。同所に導入されているのは四軸駆動の研削装置で、防振・温度制御環境を整えた部屋に設置されたものである。この共同研究は同装置の立ち上げ試験を兼ねて 2004 年 5–6 月に実施した。面形状の計測は名古屋大学の佐藤修二教授のグループが開発したレーザー干渉計を研削装置に設置して、被検鏡を工作装置から移動せずにそのまま計測できるようにして行った。同装置での初加工であったにもかかわらず、ZPF 円盤を回転させながら研磨を行う

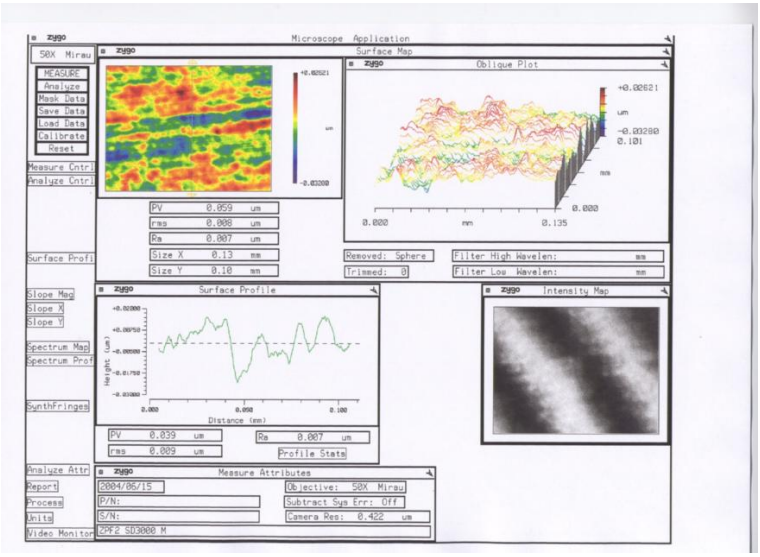


図 4.55: 山形工業技術試験センターにて球面加工した 10cm ZPF 鏡の表面形状誤差分布

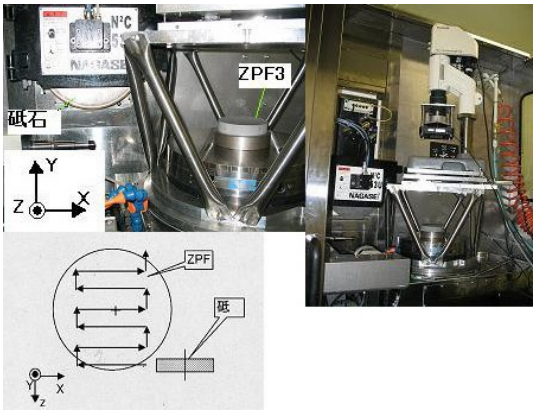


図 4.56: 非球面研削加工のためのラススタースキャンパス法による鏡面形成実験と研削ヘッドの軸ぶれ防止制御装置 (ナガセインテグレックス社提供)

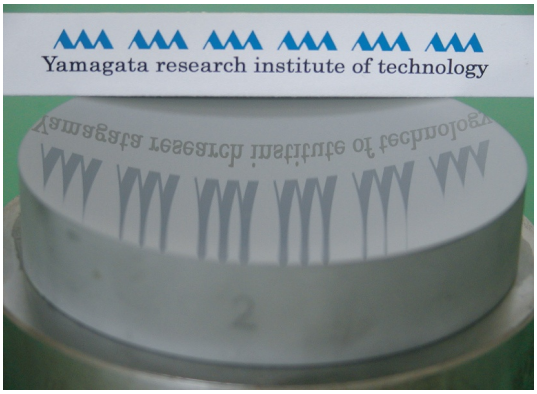


図 4.57: 研削加工した 10cm ZPF の表面.

方式で、研磨砥粒粉#3000 で回転ヘッドを 30 mm/sec の速さで 0.1 mm ステップで送る NC 加工をしたところ、PV 誤差 3λ 程度で曲率半径 300 mm の球面生成を行うことができた (図 4.57)。同心円で区切った円環領域内では形状誤差は 1λ 以下であるが、中心部と外部の研削速度を調節しなかった今回の研削法では、中心部がやや深く削れたため、曲率半径が中心部と周辺部で若干異なる結果となり、全面での形状誤差が大きめに出ている (図 4.55)。

非球面研削を実現するには鏡を回転せずにラススタースキャン的に被加工物を移動させて面形状形成を行う必要がある。このため、鏡を平行移動させながら同様に曲率半径 300mm の球面を形成する研削加工を別の 10cm ZPF 円盤を用いて行った (図 4.56)。この試験研削には、まだ加工物の送り速度、送りステップ、研削スピード、研削砥石の幅方向の曲率形状などの最適化の自由度があり、今回の初回での結果からだけでは、この技法の限界を見極めることはできないが、研削条痕の残留が認められた。この条痕は表面粗さにはほとんど寄与しないが、形状誤差には問題となるレベルであり、今後の最適化の継続が必要である。

次のステップとして ZPF 鏡の熱サイクル試験を検討中である。これは ±50°C 程度の熱負荷をかけた場合の 30cm 鏡の鏡面変形の様子を干渉計でモニターすることで、たとえばリブ構造の影が浮き上がるなどの問題が生じないかのチェックができよう。また、今回のような平面板鏡材でなく、予め球面形状に整形した 1m 級 ZPF の試作焼結後 1λ レベルに研削することも検討している。ZPF がガラスに代わる鏡材として、実用化レベルの素材であることが実証できれば、鏡材の選択枝が広がり、セグメントの大量生産に画期的なインパクトを与える可能性がある。

4.5.2　新素材セグメント鏡の開発試作

防湿加工カーボン強化プラスチック鏡

炭素繊維強化プラスチック (CFRP) はゼロ膨張複合素材として、さまざまな利用がされているが、セグメント鏡として利用できれば、母型からの圧着整形により製作できるため、そのコストと工期を軽減できる可能性がある。CFRP の複製製法でセグメントをつくる場合には、ケック望遠鏡のような六角セグメント方式の非球面主鏡では、必要な母型の数がセグメント数の 1/6 に達するため、六角セグメントよりも扇形セグメント配置方式にしたほうが、製作効率は大幅に改善されるはずである。

ただし、CFRP は含水量が変化すると光学レベルでは変形することが知られており、この問題が克服できるかどうかが、まずこの素材の利用可能性検討の鍵となる。

そこで、含水量変化による変形の定量的測定を行うことと、含水量変化を防ぐ防湿処理の可能性について試験を行った。具体的には含水変形量が少ない CFRP として知られるシアネート系 CFRP の表面に膜厚の異な

るアルミニウム膜をコーティングしたサンプルや、アルミフォイルを張り付けたサンプルを用意し、これらをベーク処理してまず完全に脱水したのち、マウナケア山頂のすばる望遠鏡ドーム環境に置き、精密計量天秤を用いて質量変化を計測することで含水量の変化を三ヶ月間追跡した。被検サンプルは 81g だが、超精密計量天秤としては 0.01 mg の測定分解能を持つものを用いた。測定開始日から含水量のゼロの CFRP は吸湿が始まり、ほぼ一ヶ月後に含水量がほぼ一定になった。

図 4.58 は測定開始から 1ヶ月後から 3ヶ月後までの含水量変化に伴う重量変化の様子を示したものである。横軸はマウナケア山頂でサンプルを開封して測定開始後の経過時間 (秒単位) の平方根でプロットしたものであり、1ヶ月後が 1610、3ヶ月後が 2804 に対応する。アルミフォイルで防湿加工したサンプルの質量変化が一番小さかったが、それでも測定期間の 2ヶ月間に最大 0.0028% の質量変化が観測された。この質量変化振幅に対応するシアネート系 CFRP の変形量は約 0.22ppm に相当する。この値は ULE ガラスの温度幅 20°C の変化に伴う熱変形量 0.06ppm の約 4 倍に達する。今回の測定結果からは吸湿量変化に伴う変形量はアルミフォイル接着加工を施しても、熱変形量の約 4 倍あり、アルミ蒸着を施した場合ではそれよりさらに変形量が大きいので、防湿加工法としてはさらに工夫を検討する必要がある。しかし、CFRP の含水変形量の制御が全く不可能なレベルというわけでもない結果と考えることができ、今後の検討の必要性が認識された。

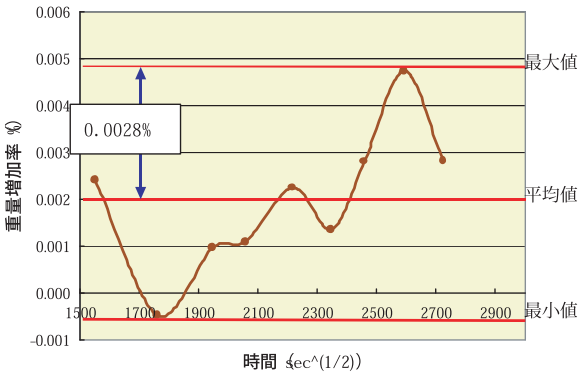


図 4.58: アルミフォイルにより防湿加工した CFRP 試験サンプルをマウナケア山頂の自然環境にさらした場合の含水量変化の測定結果。測定開始から 1ヶ月後から 3ヶ月後までの測定値の変動を示す。横軸は経過時間の平方根で示してあることに留意。

ゼロ膨張セラミック (ZPF) 鏡の開発

日本セラテック社[5]と太平洋セメント社[6]が開発したゼロ膨張セラミック素材 (ZPF) は、半導体製造工程のステージ用素材として開発されたものである。原材料である SiC, Si_3N_4, などを LAS(Li-Al-Si-O) 粉末に混合する混合比を調整して焼結することにより、ゼロ膨張となる温度を常温付近で任意の値に設定することができる。図 4.59 は熱膨張率の温度依存性を示す。この実例では 0°C での熱膨張率は約 10 ppb である。

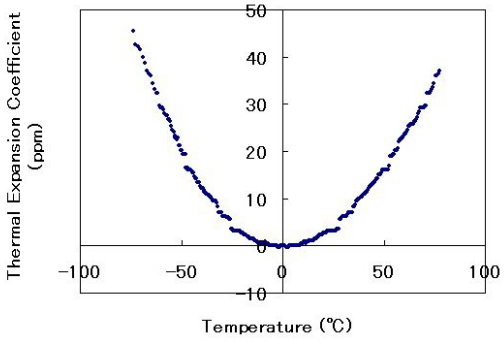


図 4.59: ZPF 熱膨張率の温度依存性 (太平洋セメント社のご厚意による)

表 4.8 に鏡材候補物質である CFRP (炭素繊維強化プラスチック)、SiC(シリコンカーバイド)、ガラス (Zerodur), および ZPF (ゼロ膨張セラミック) の物性値を示す。ZPF は SiC に比べて熱膨張率が小さく, ガラスに比べて高剛性で曲げ強度が強い上に、研削・研磨が可能な素材である。ガラスより熱伝導率が大きいので、外界の気温変化に追随しやすいということもメリットである。また、素材をゼロ膨張接着剤で接着したり、中空構造の軽量化整形も可能であるなど、セグメント素材として良い性質を備えている。ま

経過時間と処置	形状誤差 (λ)
研磨直後	0.045
研磨 1.5 年後、加熱処理前	0.048
250°C 加熱処理後	0.050
2.0 年後	0.052
2.5 年後	0.042

表 4.9: Long-term stability of the ZPF surface

[5] http://www.ceratech.co.jp
[6] http://www.taiheiyo-cement.co.jp/index.html

パラメータ	記号	単位	CFRP	CMC	ガラス	ZPF
弾性率	E	GPa	120	400	90	150
比重	ρ	g/cm^3	1.5	2.65	2.53	2.54
熱膨張率	α	ppm/K	0.03	2.6	0.02	0.02
熱伝導率	Λ	W/K·m	50	125	1.6	5.3
比熱		J/kg·K	-	-	820	800
曲強さ		MPa	800	175	80	240
面粗さ rms		nm		7.4	1	4
比剛性	E/ρ		80	150	35	60
熱安定性	Λ/α		1700	50	80	260

表 4.8: セグメント鏡素材の物性値

た母型に合わせて焼結前に形状を球面に整形することも可能であり、研削量を最低限にすることが可能である。

太平洋セメント社は社内試験として 200 ×25× 25 mm の ZPF 柱を残留表面形状 1/30 λ にまで研磨し (図 4.60)、長期安定性を測定するため半年ごとにその形状誤差を測定した。その結果を表 4.9 に示すが、途中で 250°C にまで加熱した場合でも、冷却後には形状が戻り、経年変化も見られなかった。

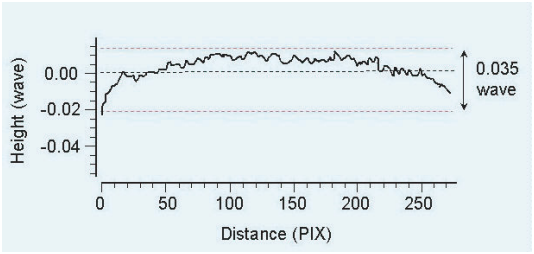


図 4.60: ZPF 研磨鏡面の形状誤差例 (太平洋セメント社提供)

国立天文台は直径 100mm 、厚さ 20mm の円盤をいくつか入手し、独自に研削・研磨性の試験を 2003 年に行った。この試験では、曲率半径 300mm の球面を研磨により生成し、アルミ蒸着を行った。球面加工は国立天文台天文機器開発実験センターの光学測定室にて行った。形状測定の面形状誤差はほぼ 0.1 波長レベルに達しており、表面の面粗さは約 10nm rms のレベルである (図 4.61)。

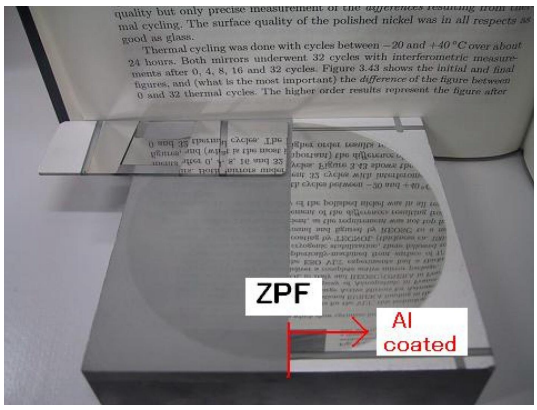


図 4.61: 研磨後アルミ蒸着した ZPF 鏡面

ニコンによる ZPF 研磨試験

ZPF 鏡の試作結果が良好だったので、引き続き直径 300mm、軽量化リブ構造の ZPF を試作した。軽量化円盤は 50mm 厚のハネカムリブ構造の両側に厚さ 10mm の円盤を張り付けた形で焼結生成したもので、肉抜き無しの円盤に比べると約 30% の軽量化が達成されている (図 4.62)。この軽量化構造 ZPF 円盤をニコン社に委託して曲率半径 2000mm の球面に研削・研磨したものが図 4.66 である。

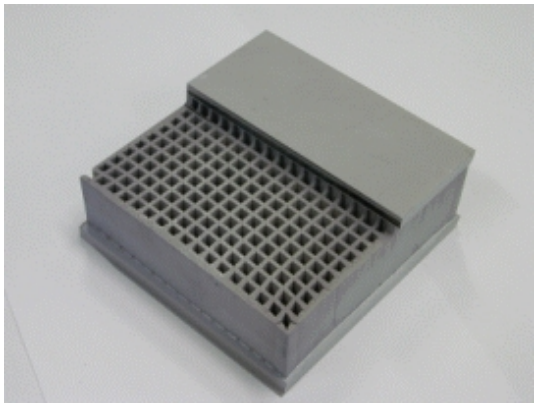


図 4.62: ハネカムリブ軽量化構造の 30cm ZPF 円盤

光学鏡面を製作した経験豊かな同社の報告によると、ミラー素材としての研磨特性はかなり良い。研磨に要する工数 (時間) から判断すると、SiC よりは加工はかなり容易 (5 倍程度) だが、低膨張ガラスよりは難しい (2–2.5 程度) 。研磨剤としてはダイアモンドスラリーが適する。また、面形状精度 0.1λ の鏡面を比較的簡単に生成することができた (図 4.68)。以下に加工時の報告を掲載する。

(a) 研削加工 はじめに素材の被研磨面が平面であったため、R2000 球面化研削加工を行なった。球面化研削加工は、まずガラス加工用カーブジェネレータにメタルボンドダイアモンド砥石を装着し行なったが ϕ244mm まで R2000 加工した時点で加工機が止まってしまい中断した。砥石と被研削面の接触長さが大きいこと及び、ガラス材に比べて硬度が高いため負荷抵抗が増大するためと考えられる。

このため金属加工機に小型の電着ダイアモンド砥石を取り付けて残部分を加工した。加工上特に問題なく加工できた。R2000 では、肉抜き部のミラー面側の最小肉厚は約 5mm になる。

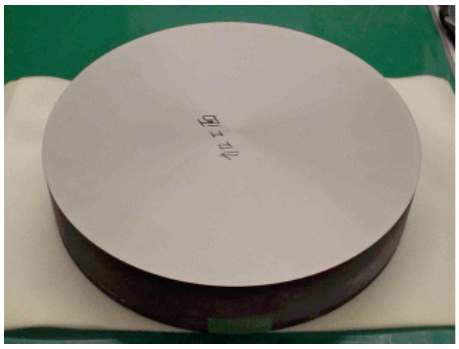


図 4.63: 加工前素材

(b) 研磨加工 研磨加工は研削加工面のスムージング → 研磨の順に行なった

1. スムージング

   研磨の前段階加工として研削加工面のスムージングを行なった。オスカー型研磨機により、ダイアモンドペレットにて仕上げた。特に問題はなし。

2. 研磨

   - 研磨機：ワーク回転、揺動回転制御方式のオスカー型研磨機
   - 研磨剤：1 次研磨 酸化セリウム+水
   - 2 次研磨 (仕上げ) ダイヤモンドスラリー 0.25μm+水
   - 研磨皿：1 次研磨 ϕ300mm 鉄 (3kg)、
   - 2 次研磨 ϕ200mm 鉄 (3kg) 、ϕ270mm アルミ (1.9kg)。肉抜き素材対応のために軽量化対策。
   - ピッチ：アスファルトピッチ
   - 研磨時間：1 次研磨 副作業を含めて 8H×5 日＝ 40H
   - 2 次研磨 (仕上げ) 8H×5 日＝ 40H
   - 研磨の推移

図 4.64: スムージング加工

図 4.65: 1 次研磨

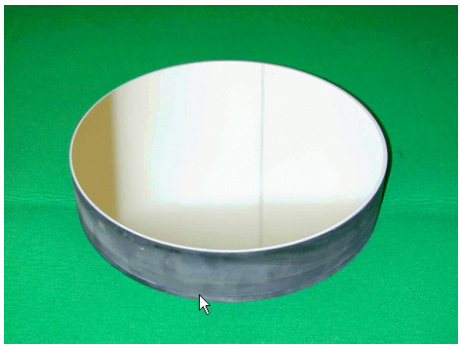


図 4.66: 研磨、コート後のミラー外観

1 次研磨での面粗さはスムージングの粗さが除去された段階で 18nm rms。酸化セリウムでは、ある程度以上改善されなかった。ダイヤモンドスラリーによる 2 次研磨では 3nm rms 程度まで改善したがセラミック組織に粗い部位があり全体の面粗さを押し上げている。数 μm の変質層であり、研磨の促進により変化するのを確認できるのでスラリーの微細化 (スラリー 0.1μm 程度使用) により粗さの改善はある程度は可能と思われる。

また、研磨での面出し工程では揺動幅を大きくすると周辺部が大きく当たりだして縁ダレを生じ、面精度が大きくダウンするなど、他の素材とは異なる現象が生じた。研磨皿の自重負荷が素材構造 (肉抜き構造) に影響し微細な変形を起こして 1μm 程度のスロープダウンにつながった可能性も考えられる。

名称	ゼロ膨張セラミック ZPF (Zero Expansion Pore Free Ceramic)
製造メーカ	日本セラテック
素材寸法	外径 300mm、厚さ 60.5mm 肉抜き軽量化素材
個数	1 個

表 4.10: 加工したゼロ膨張セラミック (ZPF) の基本仕様

SiC との加工時間の比較ではその硬さと前工程粗さ除去の難易性などから 5 : 1 程度と判断される。低膨張ガラスとの比較ではラッピング時のキズ制御の難易性から 2–2.5 倍程度の加工性と判断される。セラミック材としては研磨での減耗性、キズ制御などの点から同材での加工性はかなり良好なものと思える。素材構造による縁だれの可能性についてはムク材の研磨による検証を提案したい。

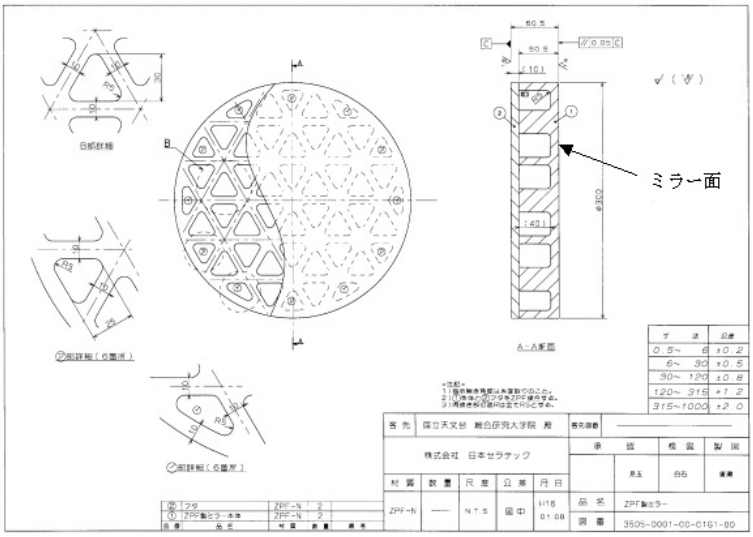


図 4.67: 素材形状寸法

(c) 加工結果　加工結果を表 4.11 に示す。

コート後の干渉計による面精度測定データと表面粗さデータを図 4.68–4.71 に示す。コートは Al+SiO を施した。また、完成品の写真を図 4.66 に示す。

項目	仕様	加工結果
面形状	球面	球面
曲率半径	R 2000mm 程度 (TBD)	R 2000mm
有効径	ϕ 280mm 以上	ϕ 280mm
面精度	λ/10 rms 以下 (目標値)	λ/16 rms
表面粗さ	3nm rms 以下 (目標値)	2.9nm rms

表 4.11: 研磨加工仕様と結果

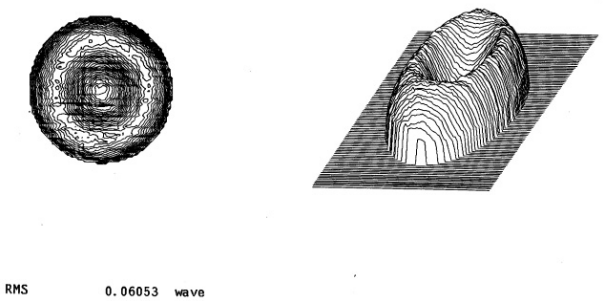


図 4.68: 面精度 (干渉計測定、マスク有効径 280mm、λ = 632.8nm)

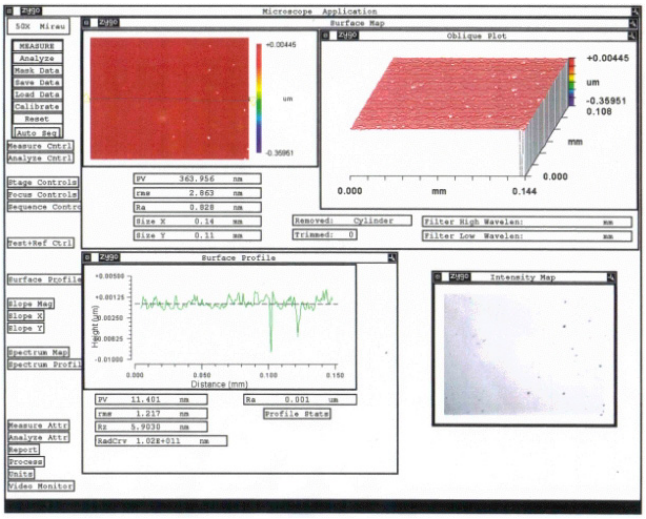


図 4.69: 測定範囲 0.14mm×0.11 mm での表面粗さ (Zygo 表面粗さ計、コート後)。 2.9 nm rms だった。

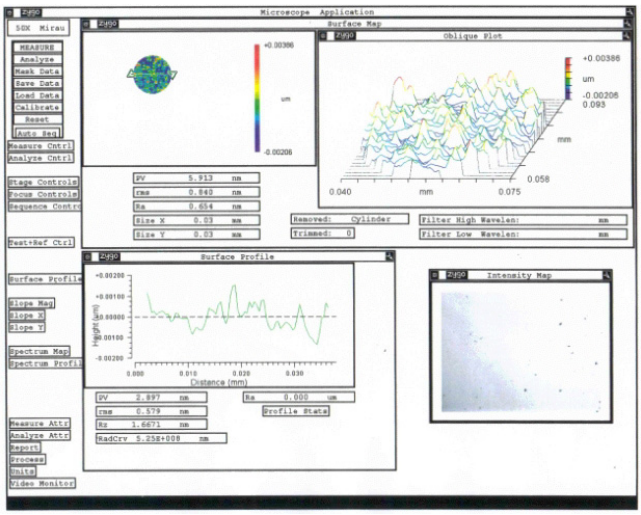


図 4.70: 測定範囲 0.03 mm×0.03 mm での表面粗さ (Zygo 表面粗さ計、コート後)。0.84nm rms だった。)。狭い範囲 (素材中の粒子の大きな部分を除いた) ではより滑らかな面となっている。

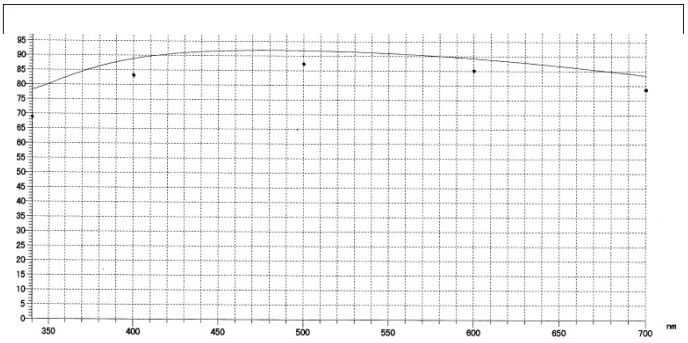


図 4.71: コート分光特性

4.6　制御系ソフトウェアおよび計算機システム

4.6.1　JELT 制御系基本構想

制御系ハードウェア

制御系ハードウェアの構成は基本的にすばる望遠鏡の構成と同様に設計、製作することを考えている。その構成は、

1. **望遠鏡、ドーム、保守運用装置に関する制御**
   遠隔制御すべき望遠鏡やドームの機械的駆動部、および熱や通風の制御装置を所定の結像性能を達成すべく計算機制御し、かつ状態の管理を行う機能を実現する。

2. **観測装置に関する制御**
   観測装置に付属する固有の制御部と共に観測装置の制御と監視、観測データの高速取得および所定の実時間処理を行う機能を実現する。

3. **観測の遂行と観測データを管理、解析・評価する観測統合制御**
   望遠鏡、観測装置の制御を統合的に管理し、観測データを取得、管理し、観測データ解析を含めて観測品質管理を行う機能を提供する。

からなる。

ドーム内の望遠鏡、観測装置を制御する 1、2 の制御装置および計算機類は、熱的に望遠鏡、ドームから隔離された制御棟に設置し、ドーム内への熱擾乱を極力避けるようにする。JELT の制御はすばる望遠鏡に比べてより複雑な制御が必要となるのはなかば自明であろう。分割鏡による鏡面位置制御・形状制御、多機能 AO に伴う可変型副鏡 (あるいは第 3 鏡以降の鏡) の制御、30m に達する主鏡サイズによる大気分散補正系の制御、風圧による望遠鏡構造への影響除去、(将来の) 干渉系としての制御、大熱容量としての主鏡及びドームの熱制御、観測装置焦点部への主鏡ビームのトラッキング制御等、各部のハードウェアの開発と平行しての制御系の設計・開発が必要となる。また、望遠鏡、ドーム、観測装置類が巨大化しているので、それらを安全、迅速に、かつ操作性良く取り扱うため、それらの保守運用のための専用装置の設計とその制御系開発も重要な課題である。

観測統合制御を司る 3. は、望遠鏡と離れた制御等に設置され、望遠鏡・観測装置操作者への操作インタフェースを提供するものである。汎用性の高い計算機システム、ネットワークで構成され、早いリプレースサイクルにも対応できるようにする。

望遠鏡設置サイトの過酷な状況下での高精度観測を実現するため、信号ラインはできるだけ光ファイバ化し、耐ノイズ性を向上させることは、すばる望遠鏡の場合と同様に重要である。制御系は優れた保守性、安全性、運用性を実現するように設計、製作するが、そのためには、故障が発生した場合制御システムの階層 (レイヤ) ごとにあるいは部分構成要素ごとに独立して動作可能なシステム構成とする。人工頭脳的な手法をとり入れた自動点検で故障部位の切り分けを容易にし、迅速な

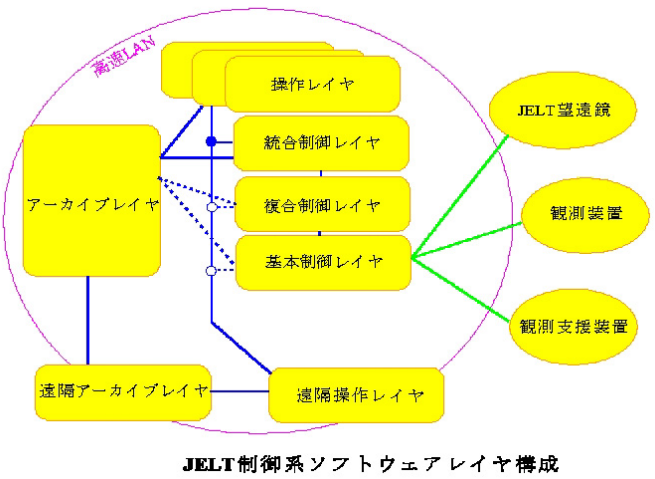


図 4.72: JELT 制御系ソフトウェアレイヤ構成

故障診断を実現したい。また、故障診断の結果から適切な対処方法を明確に指示し、故障要素の容易な交換により、故障復帰できるようなシステム構成を検討する。

日常的な機能更新や新規機能の開発にあたり、運用システムへの干渉がないように、運用システムと同等機能を持つサブシステムを準備しておくことは、すばる望遠鏡の経験からも重要である。

制御系ソフトウェア

制御系ソフトウェアは機能内容に従ったレイヤ構成を取る。個々の装置はそれに対応した要素を制御するための単体制御機能 (基本制御レイヤ) を持ち、これらを統括して制御する統括制御用計算機システム上で動作するソフトウェアにより関連の制御装置と連携した複合制御機能 (複合制御レイヤ) を持つ。これらの機能をより上位レベルで一元的に統括管理することによって基本構想を満たす統括制御用計算機システム上での総合機能 (統合制御レイヤ) を実現する。実際の操作などは GUI の完備した操作端末計算機 (操作レイヤ) で行う。取得されたデータをアーカイブし、画像解析を行う計算機群 (アーカイブレイヤ) も必須である。

総合機能として望遠鏡システム (ここで望遠鏡システムと呼ぶのは、望遠鏡、ドーム、観測装置、一部の保守運用装置などを包括したものである) の運用には、二種類の運用モードを持つ。観測のための観測制御モードと保守・開発のための保守制御モードである。これらのモードは別途仕様が規定される観測装置およびそれら個々の観測装置が持つ装置固有の制御部と連携して機能する。

望遠鏡制御系には、複数の運用者が同時に部分運用あるいは状態監視に携われるものとするが、安全確保のため、相矛盾する運用命令が投入されても、人的物的な事故が発生しないよう、運用の管理機能を盛り込んだシステム設計を行う必要がある。

(a) 観測制御モード 観測制御モードについては、すばる望遠鏡での経験をふまえ、コマンド (制御指令、命令) 発行により制御を行う会話型モード、スケジューラに運用シーケンスを事前登録して自動的あるいは半自動的に制御を行う登録型モードを設ける。また、観測時に使用する観測所常備のデータベースを整備する他、ユーザ持込みのデータを有効に活用できる機能を備える。

運用にあたり日常の望遠鏡、観測装置の観測前診断が必要となるが、そのための機能も製作しておかなくてはならない。

(b) 保守制御モード 保守制御モードとは、制御系のハードウェアおよびソフトウェアを保守し、それらを改良あるいは開発するためのモードである。保守制御モードには各制御装置およびその専用プロセッサーの動作をローカルにチェックすることができるローカル保守モードと、ネットワークを通してシステム上でチェックできるネットワーク保守モードが必要である。また作業場所がマウナケア山頂と同等な高山が想定されるので、複雑な動作をする大型設備を統括的に保守するために保守運用機構状態管理機能を備える。それらの機能、保守すべき項目および停電時の対策について詳細をすばる望遠鏡の経験を元に今後詰めて行かなくてはならない。

特に、各制御装置が望遠鏡制御用計算機システムの直接制御下にない場合の保守作業を統括的に安全かつ確実に実行するための低レベルでの保守運用機構状態管理機能が必要である。この機能を実現するためには、各種保守運用機構の状態を監視し、作業時には望遠鏡制御用計算機システムと共に現場に設置された機構固有の制御部と連携して作業手順を示し、確認しながら作業を進めるなどの状態管理を行うことが必要になるが、そのための事前のシステム検討が必須となる。

4.6.2 各部制御系詳細

(a) 望遠鏡制御系 望遠鏡架台駆動制御装置、主鏡能動支持機構制御装置、副鏡等制御装置、視野回転・大気分散補正制御装置、焦点部制御装置、AO 制御システム、分割鏡制御、可変型鏡、等の詳細は、各部の詳細の設計に伴って決められる。日常的な望遠鏡の診断が可能とする準備も必要である。

(b) ドーム制御系 基本構造駆動機構制御装置、ドームシャッターおよび風速制御機構制御装置、熱制御機構制御装置、保守運用機構制御装置、等の詳細は、各部の詳細の設計に伴って決められる。

(c) 観測装置制御系 観測装置制御系は、観測目的に応じて望遠鏡の各焦点に装着される観測装置固有の制御部 (別途仕様を規定する) と密接に連携する制御の一部を分担する観測装置制御部で構成される。観測装置インタフェースは JELT 用の標準を設ける。これらの観測装置制御系は、各観測装置の詳細の設計に伴って決められる。

日常的な観測装置の診断が可能とする準備も必要である。

(d) 制御用計算機システム 制御用計算機システムは望遠鏡制御用計算機システムおよび観測装置制御用計算機システムからなる。制御系の総合機能を満たした観測制御モードおよび保守制御モードを実現するために、両者は連携して天体観測に当たっての総合性能を達成できるシステムとする。また、計算機間にはローカル通信システムとしてドームおよび制御棟内にネットワーク網を構築して、観測に必要なデータベースの移送を行う。観測装置が生み出す大規模の画像データなどは観測装置制御用計算機システム経由でアーカイブ・データ解析計算機群 (下記) に移送する。そのために多量のデータを高速に移送できるデータバスを設置する。

遠隔地からの、望遠鏡システムのモニター、試験、制御を可能とするリモート接続を、ネットワークの安全性を考慮の上構築する。

ネットワーク診断を常時行い、異常時にはバックアップルートで報告できるシステム監視機能も実現しておく。

(e) アーカイブ・データ解析計算機システム アーカイブ・データ解析計算機システムは、望遠鏡に取り付けた観測装置が生み出す大規模の画像データなどを観測装置制御用計算機システム経由で取得・処理する。 取得データの実時間評価による観測スケジュールの実時間更新機能を実現することが可能なように、実時間データ解析機能を有し、観測遂行の上で、制御用計算機システムとの密な協調が可能なシステムとする。

観測遂行に必要なデータベースを保持し、制御用計算機システムに必要なデータベースの移送を行う。

取得データの転送および観測用データベースの転送、およびリモート観測のための遠隔地との大量のデータを高速に移送できるデータバス、ネットワークは必須である。

取得データの観測者への配布サービスの準備も必須である。観測データの画像解析をどのレベルまで行って配布データとするかは今後の議論が必要である。

(f) 観測支援装置制御系 観測支援装置制御系は時刻装置、気象観測装置、スカイモニター、雲モニター、水蒸気量モニター、シーイングモニター、AO レーザ発射装置用環境モニター (航空機、他望遠鏡指向位置) 、などからなる。これは観測時に必要となる情報を制御系に送付すると共に、観測条件の把握および判定のために必要な気象データおよびドーム構造内部の温度データなどを取得する。

(g) 電源装置および配線付帯装置 電源装置は交流無停電装置、非常用発電装置で構成され、望遠鏡本体 (鏡筒・架台、制御系およびドーム構造) 、観測装置、計算機類に必要な安定した電力を分配・供給すると共に、事故などによる商用電力の停電時に必要な電力を確保する。 また、配線付帯装置は電力線および信号線の敷設に係わる分電盤、中間配線接続盤などで構成され、望遠鏡本体および観測装置と制御棟に設置される制御装置間を安全かつ確実に接続する。

4.6.3　JELT 制御系開発に当たっての留意点

上記の「JELT 制御系基本構想」に基づいて JELT 制御系を設計、製作するには、人員、時間とも相当量必要である。人員、時間の推定は今後さらに検討を詰めてから行いたい。製作は内製か外注製作かあるいはその両者混在になると思われるが、以下に JELT 制御系を設計、製作する上で留意する諸点をまとめておく。

1. 望遠鏡および観測装置の制御全般にわたって見通しを持った設計、開発製作、試験・立ち上げ、機能確認、運用を心がけること。そのための計算機システム設計グループの強い指導が必要である。
2. ソフトウェア製作に当たって、外部委託をする場合でも、設計から試験までの間、天文台側でトレースが可能なようにする。納入後の天文台主体のメインテナンスができるようにする。
3. ソフトウェアの著作権 (閲覧、改変) は天文台が (少なくとも半分は) 保持する。
4. 制御ハードウェアについて、その詳細図面 (図面、詳細寸法、部品) を天文台が独自に閲覧できるようにしておく。
5. 制御ハードウェア、ソフトウェアについては、可能な限り商用標準品を用い、更新時のスムースな移行が可能なように留意する。商用標準品以外を用いる場合には、天文台との共同試験を経て天文台の了解を得る。
6. 制御系各部については 15 年以上の耐用年数を確保し、10 年サイクルでの更新が可能とする
7. 国際的に分業で設計、製作、試験をする場合でも、上記の天文台側の権利を確保する。
8. 望遠鏡および観測装置の制御ソフトウェア設計に当たっては、観測所運用指針を明確にした上で行う (観測者と制御操作者との関係等)。
9. 制御点数も多く、望遠鏡・観測装置が大型のためアクセスも困難であることが予想されるので、リモートでの制御機能の確認、リモートでの設定パラメータの変更及びその保存、が可能とする。
10. 望遠鏡および観測装置の制御系の試験、機能確認、運用時には、リモートでの実行が重要になるが、その場合でも制御系担当者以外からのリモート接続は最低限に限り、必要であれば (異常があれば) 外部接続の切断が即座に可能なシステム設計を心がける。
11. 望遠鏡および観測装置の制御系の設計、開発・製作時には、同時並行的な整合性のとれた開発が可能となるようにする。
12. 運用操作上重要であるＧＵＩは市場での開発進歩の度合いが激しいものであり、市場の進歩にあわせた更新が容易なように制御系本体とは別個に製作するべきである。また、各種パラメータなどはハードコーディングをしてはいけない。
13. 望遠鏡、ドーム、観測装置ハードウェアの設計、製作について、その初期の段階から制御系開発者が参加あるいはトレース可能としたい。

4.7　観測装置構想

観測装置はナスミスプラットフォーム上に展開する。三非球面光学系では直径 2m 程度の平坦な焦点面が提供されるので、同種または異なる複数の観測装置を配置してこれを有効利用する。最終焦点前にピックオフ鏡を挿入することにより焦点面の一部を別の観測装置にフィードすることもできる。基本的には装置交換は行わず、必要がある場合にのみ切り替え鏡の操作で装置を切り替えることとする。

4.7.1　近赤外広視野カメラ/多天体分光器

口径 30m 級の次世代望遠鏡の焦点面は直径 2m 程度に広がるものとなるため、冷却瞳を持つ再結像光学系が必要な赤外線の観測装置は、焦点面を分割することが必須となる。その場合、たくさんの入射窓を持つ一つの巨大な真空容器内部に、出来るだけ高密度で光学系を配置する方法と、真空容器を小さくして装置ごと積み上げる方法が考えられるが、装置開発やメンテナンスのし易い後者の方法を採用する。

真空容器は対角長 48cm, 長さ 1.5m の六角柱の形状をしており、直径 32cm の入射窓を持つ (図 4.73)。内部にはコリメータレンズ系とカメラレンズ系があり、F/15 入射光を F/3 で検出器上に集光する 5:1 縮小光学系となっている。中間部は直径 5cm の平行光ができ、フィルター (5 種類) やグリズム (3 種類) を入れることが可能である。その中間の瞳位置には、望遠鏡主鏡像に合わせて自由に回転する冷却瞳が配置される。検出器は 2048×2048 素子の HAWAII2 アレイ (画素サイズ 18μm) で、視野 2 平方分 (1.′4×1.′4) をカバーする (画素スケール 0.″04/画素)。望遠鏡焦点面に相当する入射窓後方には、キャタピラ式の多天体分光用スリットシステムがあり、多天体分光の性能も持つ。

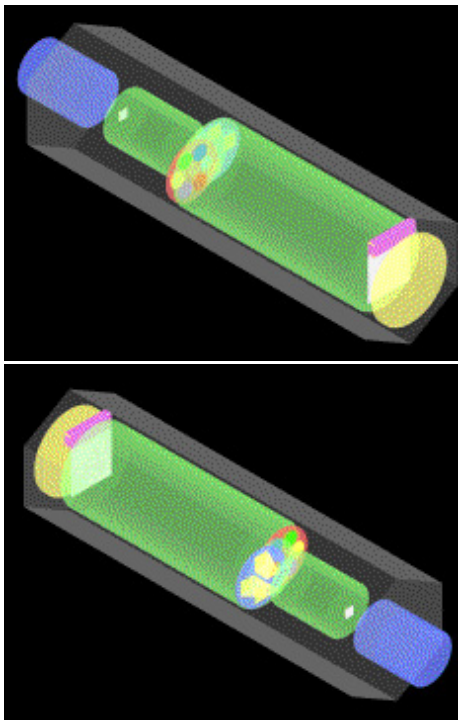


図 4.73: 近赤外広視野カメラ/多天体分光器装置概要

焦点面にはこの装置を 19 台並べ、直径 2m の焦点面の 23% に相当する 38 平方分の領域をカバーする (図 4.74)。全体を巨大なインストゥルメントローテータに載せて、天体追尾に伴う焦点面の回転に合わせて装置全体を回転させる。必要であれば、各装置の入射窓を 2 重にして非点収差補正の機能を持たせることにより、装置の台数を増やして更に観測視野を広げることも可能である。

一回の露出で 38 平方分がカバーされるが、視野をずらして 4 回の露出を行うと 148 平方分が観測でき (縦方向に少し隙間ができる)、6 回の露出を行うと隙間のない 172 平方分の観測を行うことができる (図 4.75)。

多天体分光用スリットは、狭いスペースに格納できるよう、キャタピラのように巻き込んで待避させることが可能な構造を持ち、それぞれのキャタピラ板の内部に移動可能なプレートが納められているものである (図 4.76)。スリットの可動部分は視野の左右半分のそれぞれ 1/3 の部分で、スリット幅は可変、長さは 3mm (1.″4) で、隣同士の間に 1mm のデッドスペースがあり、46 枚のキャタピラ板で視野全面を覆う。スリット位置は、キャタピラ板を一枚ずつ出していく際に、アクチュエータで位置決めし、その都度イメージを取得して位置確認をしながら自動で行うもので、全て配置するのに 20 分程度かかることが予想される。

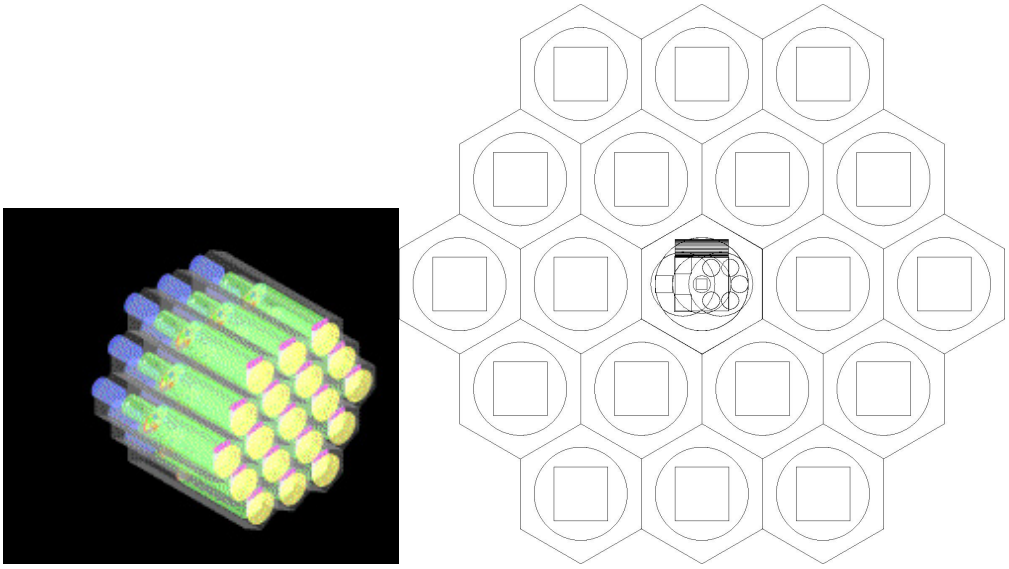


図 4.74: 装置の配置

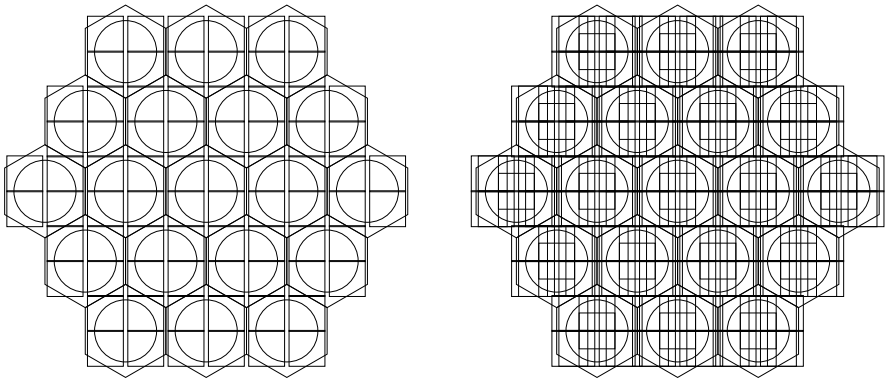


図 4.75: 観測方法 (左は 4 回、右は 6 回視野を変えて観測した場合)

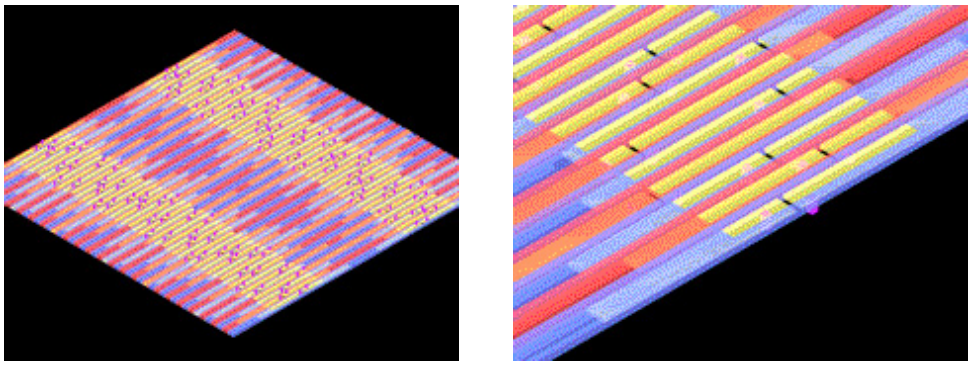


図 4.76: マルチスリット構造 (左は裏面全面、右は表面の拡大図)

4.7.2 高分散分光器

次世代大型望遠鏡で期待される高分散分光観測

集光力を要する高分散分光観測においては、地上大型望遠鏡が威力を発揮する。次世代大型望遠鏡で期待される研究として、以下のような観測が提案されている。

波長分解能	$> 100,000$	星間 (銀河間) 物質、恒星 (同位体組成)
($R = \lambda/\delta\lambda$)	50,000–100,000	恒星 (元素組成)、系外惑星探査
	10,000–50,000	恒星、銀河
波長域	紫外域 (3000–4000Å)	恒星 (金属線)
	可視域	(通常)
	近赤外域 (1–2.5μm)	QSO、低温度星
安定性	1m/s	系外惑星探査、星震学
	100m/s	(通常)
時間分解能	10 秒	(通常)
(検出器の読みだし時間など)	1 秒	X 線連星
	$<$ 1 秒	X 線連星?
多天体観測	10 天体	エシェル分光可
	$>$ 100 天体	単一次数による観測
効率	最高 13%	HDS 並
(透過効率+検出器の効率)	$>$ 20 %	

表 4.12: 高分散分光器基本性能に関する検討事項

QSO 吸収線系

1. 微細構造定数の時間変化の測定：様々な赤方偏移 (z) における金属線の波長偏移の観測から求める。
2. ハッブル定数の測定：Lyman-α forest の速度変化 (z 変化) を 0.1 ms^{-1} の精度で 5–10 年間観測して、z の関数としてハッブル定数を求める。

局所銀河群　局所銀河群に属する銀河を恒星に分離し、運動と組成を測定することで、その構造と形成過程を解明する。

銀河系、恒星　種族 III にいたるまでの低金属星の組成の測定、同位体組成の測定など

系外惑星　ドップラー法による探査のほか、惑星からの反射光の検出などにより惑星本体の情報をえる。

X 線連星　ブラックホールや中性子星の周囲の降着円盤からやってくる光を、高分散かつ高時間分解能で観測し、ブラックホール、中性子星周りの降着円盤の物理を解明する。

基本性能についての検討

高分散分光器に期待される基本性能として検討すべき項目を表 4.12 にあげた。それぞれの項目で、とりうる選択肢 (一部は目標) と、それぞれに対応する観測対象、関連する問題点をあげた。どういった観測に重点をおくかという点を基本にしながら、技術的な可能性、製作コストや運用といった観点も含めて仕様をつめていくことになろう。

技術的な検討事項

前節であげた基本性能を実現していくうえで、以下のような点で技術的検討が必要である。

1. 分光器サイズ 波長分解能を固定し、同じような分光器を作成することにすると、分散素子、ひいては分光器全体のサイズは口径に比例して大きくせざるをえない。たとえば、すばる望遠鏡の高分散分光器である HDS と同じ性能をもった分光器を口径 30m の望遠鏡で実現しようとすると、さしわたし 15m 以上の大型分光器となる。このように装置を大型化させることは、製作や運用の困難さだけでなく、安定性の確保・向上をはかるという意味でも問題が大きい。

これを避けるためには、いくつかとりうる方策がある。

補償光学の利用 星像のサイズを小さくすることができれば、そのぶん狭いスリットで観測できることになるので、小型の分光器で高い波長分解能を実現できる。すばる/HDS では 0.″4 のスリット幅で約 100,000 の波長分解能となるが、仮に 0.″2 の星像サイズが得られれば、分光器のサイズは半分にできる。イメージスライサを利用することも考えられるが、もう一つの方法は補償光学の利用である。ここで目標にするのは、必ずしも望遠鏡の回折限界のイメージを得ることではなく、星像が必要なだけ (あるいはできるだけ) 小さくなればよい。

エマージョングレーティングの仕様 これにより、通常のグレーティングより、ある程度サイズを小さくすることが可能になる。

波長分解能の設定 波長分解能を必要以上に高くせず、効率的に装置を使えるように設定する。

2. 多天体観測機能 多天体観測機能は必要となると思われるが、エシェル分光器を採用する場合には、一度に観測できるのはせいぜい 10 天体程度になる。一方、 単一次数の観測にすれば、100 天体程度の観測も可能になるが、観測波長域は狭く限られる。

多天体観測にはファイバーの利用が考えられるが、その開発が必要となる。ファイバーを利用することで、分光器の設置場所などには自由度が増す。

3. 時間分解能 高分散分光観測では、通常露出時間が長く、時間分解能の向上はあまり追求されてこなかったが、タイムスケールの短い現象の高分散分光観測によって、新しい研究分野が切り開かれる可能性がある。短い時間に光量を稼ぐという点では、大口径望遠鏡の能力を最も生かすことができる観測である。アバランシュ光ダイオードアレーなどの高速光子計数検出器を用いるか、読み出しが速く、効率のよい検出器の導入あるいは開発が必須である。

4. 透過効率の向上 大型望遠鏡の有効な使用のためには、装置の透過効率 (および検出器の効率) も最大化する必要がある。HDS の効率 (望遠鏡も含む) は、最高で約 13%であるが、その向上が期待される。クロス・ディスパーザにプリズムを使用するなどの可能性が考えられるが、そのためにも装置の大型化は可能な限り避ける必要がある。

4.7.3 中間赤外線観測装置 (仮称:Big-COMICS)

地上望遠鏡が 30m の時代には衛星の口径も 6–8m 級となり、撮像や低分散の分光においては感度の点で遙かに及ばない。従って、衛星ではできない相補的な機能を実現する必要がある。

高空間分解能撮像（専用冷却 AO システム）　ひとつの大きなメリットは、望遠鏡口径が大きいことによって回折限界での PSF が小さく、約 4 倍の解像力が達成できることである。しかし、これは望遠鏡口径だけでは達成されないので、工夫が必要となる。主鏡直径が 8.2m のすばる望遠鏡はベストサイトの一つであるマウナケアにあり、ドームにも工夫が施されていたこともあり、自然シーイングで 8m の回折限界の解像度をほぼ達成している。しかし、30m 望遠鏡では、AO なしでは回折限界の解像度を達成することができない。中間赤外線では常温の鏡の枚数が増えるとそれだけシステム放射率が上がりノイズが増加するので、最善の感度を達成するには冷却 AO システムが必要となる。中間赤外線は波長が長いため AO システムに必要とされる素子数は近赤外に用いるシステムに比べると圧倒的に少なくて良い。従って、専用の冷却 AO システムを開発してシステムとして内蔵するのが良いと思われる。冷却 AO システムで開発要素となるのは低温で動作する可変形鏡である。また、波面センサーは可視光に加えて近赤外線でも使えるようにするのが望ましい。

冷却瞳チョッピング　中間赤外線観測にはチョッピング手法が必要である。8m クラスの望遠鏡では、副鏡サイズが 1m 程度で通常の振動副鏡が用いられてきた。しかし、30m の JELT では副鏡サイズが 4m となるために、振動副鏡を開発するのは容易ではない。そこで、光学的に副鏡と等価となる瞳位置に (小さな) 鏡を設置し、そのミラーを振動させることによってチョッピングを実現する。この瞳ミラーも冷却されている必要があるので、低温で動作する振動システムを開発する必要がある。

冷却状態で交換可能なモジュール化　30m 望遠鏡では、装置の開発規模も大きくなり、頻繁に新しい装置を開発することが容易ではない。しかし、衛星に対してアドバンテージを大きくするには多くの観測機能を実現したい。そこで、各機能のモジュール化とそのホットスワップを実現する。モジュール毎に真空槽と冷却システムを持ち、大型のゲートバルブによってホットスワップを実現する。これにより、フレキシブルな運用と新たな機能の追加を容易にする。特に、AO システムと冷却瞳チョッピングはすべての観測システムに共通の機能であるので、モジュール化が有用な部分である。

近赤外線での撮像機能　中間赤外線放射の輝度分布は可視光や近赤外線などと異なる場合が少なくない。これは、観測対象が減光が大きい領域を対象としている場合や、星間物質・星周物質からの熱放射が星からの成分からよりも遙かに強い場合が多いことによる。従って、このような観測対象の研究のためにはその他の波長との同定が必要となる場合が多い。

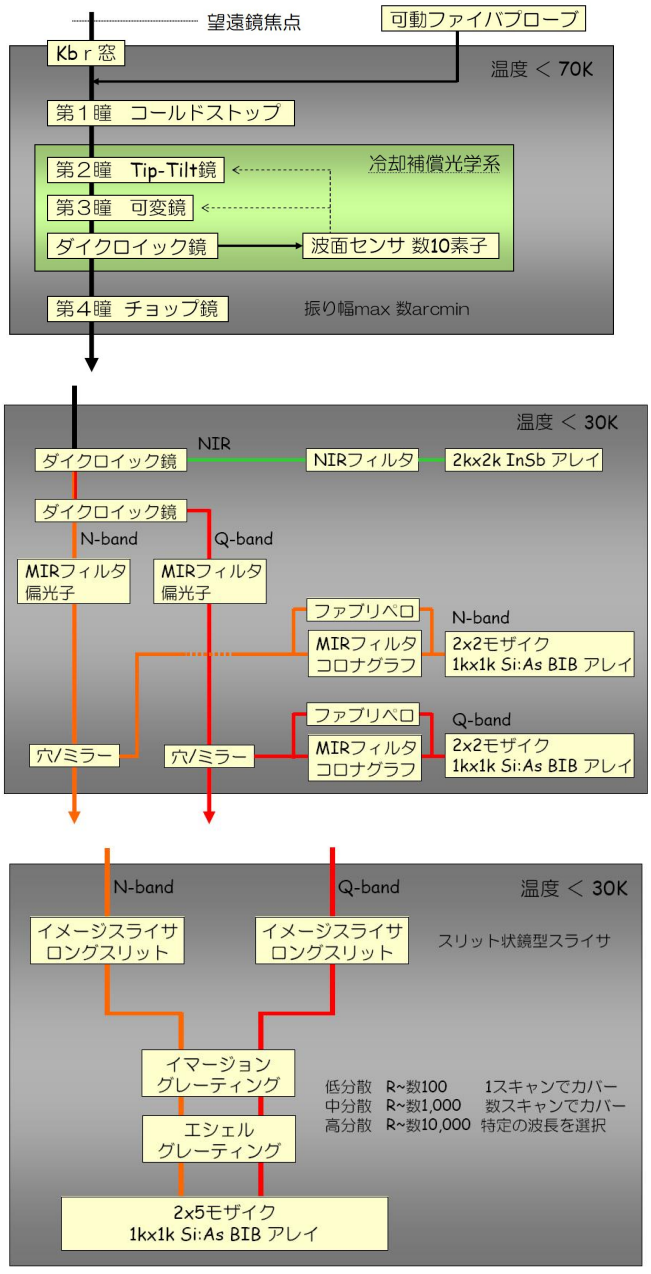


図 4.77: Big COMICS のブロックダイアグラム

表 4.13: 中間赤外線観測装置の基本性能のまとめ

装置概要	観測波長	7.5–27.5μm 撮像分光 + 2–5μm 撮像
	空間分解能	$0\farcs08 - 0\farcs2$ (AO あり)
撮像機能	視野	$1' \times 1'$
	検出器構成	(2×2 モザイク 1k $\times$ 1k Si:As BIB 中間赤外線検出器) $\times$ 2 set
		2k $\times$ 2k InSb 近赤外線検出器
	視野構成	N-,Q-,NIR-band 同時撮像
	その他の機能	ファブリペロー, 簡易コロナグラフ, 偏光撮像
分光機能	波長分解能	数 100–数 10,000
	スリット部構成	イメージスライサ、ロングスリット
	分散素子	イマージョン・エシェルグレーティング
	検出器構成	2×5 モザイク 1k $\times$ 1k Si:As BIB 中間赤外線検出器
	分光機能構成	N-, Q-band 同時分光
	その他の機能	偏光分光
観測補助装置		冷却瞳チョッピング
		冷却補償光学 (副鏡 AO 非採用時)
		標準星同時観測用可動ファイバープローブ

その場合に、別途、別波長の観測を行わなけ
ればいけないのは効率が悪い。また、画像の様子が異なるためにパターンのみからは厳密な位置決定ができない場合も考えられる。そこで、装置内に近赤外カメラを内蔵して、ダイクロイックミラーにより中間赤外線での観測領域を近赤外線で同時に撮像できるようにする。

全体の光学系ダイアグラムを図示 (図 4.77) する。

4.7.4 JELT で実現する偏光機能について

電磁波は、進行方向、強度、偏光の 3 つの基本要素を持っており、天文学的観測においては、これらを波長と時間の関数として認識することで、天体の物理情報を得ることが通例となっている。しかし、殆どの観測において偏光は扱われていないのが現状である。偏光は他の要素には無いベクトル的性質を保持しているため、これを無視すれば天体の情報の多くの割合を失うことにもなり得る。実際、太陽表面や星間空間の磁場構造の決定や、活動銀河核の統一モデルの構築など、偏光観測は天文学の多くの領域で目覚しい成果をあげてきた。

通常、天体から運ばれる光の中で偏光成分は多くても 10% 程度であり、光の強度と同じ精度で偏光成分の強度を測定しようとする場合には、強度のみを観測する場合に比べて 10 倍以上の S/N 比を稼ぐ必要がある。S/N 比が光子統計誤差で決まる場合には、実に 100 倍以上の光量を必要とすることになる。これまでの偏光観測が、明るい天体など比較的制限された用途にだけ用いられてきた要因の一つはここにあるといってよい。このような観点から、広い面積に亘って一度に光を集めることができる次世代の超大型望遠鏡はより暗い天体での偏光測定、あるいはより高い波長分解能での偏光スペクトル測定など、偏光測定の活躍の幅を大きく広げてくれる。未知の宇宙を探るためのユニークなプローブとして、JELT においても偏光機能は是非実装しておきたい。

現代天文学で用いられる偏光器は、偏光変調器と偏光解析器の 2 つの要素で構成される。偏光変調器は入射光の偏光状態を変調させる光学系で、偏光解析器はどの偏光状態の光を検出器まで通過させるかを決める光学

系である。偏光解析器にビーム・スプリッターを入れて直交する 2 つの偏光成分を同時に測定することにより、大気や光学系内部で発生する減光の時間的変動や波長依存性を相対的にキャンセルして高い観測効率と偏光測定精度が得られている。具体的には、変調器にはアクロマティックな波長板、解析器には偏光プリズムが用いられている。よほどの技術革新が無い限り、この組み合わせは JELT 時代にも引き継がれるであろう[7]。

偏光測定を制限する主な要因は、望遠鏡や装置内部で発生する器械偏光である。これは反射鏡や光学素子の非一様性や非軸対称性により生じる。特に近年の大型望遠鏡にみられる明るい光学系では、光線の入射角が大きいことにより光学界面や薄膜による偏光も大きくなり、結果的に光軸から離れた場所で大きい器械偏光 (最大数 %) を生じ、拡がった天体や多天体同時測定の妨げになっている。さらに、ナスミス焦点では平面反射鏡による大きな器械偏光 $(1.5-5\%)$ が生じる。これらの器械偏光は、入射光の偏光状態や、入射角、膜面状態の時間変化などに複雑に依存するためその補正は容易ではない。この器械偏光が JELT では最もシビアな問題となると考えられる。装置の大型化により偏光素子のガラス材も大きいものが必要となるが、すでにモザイク化による大型の波長板プリズムは実用化されて広く成功しているため、それほど厳しい問題とはならないだろう。偏光プリズムについては、視野と分離角の兼ね合いで材質や厚さを選択すればよい (透過効率、価格等も二次的に考慮) 。

そこで、JELT で偏光測定を行う場合について、器械偏光をいかに減らすかという視点に立って装置構成を考えてみる。

明るい光学系であることの不利　これについては良案は無く、唯一、光軸付近の光学対称性が良い領域のみを測定に用いる、すなわち、視野を制限するという対症療法があるのみである。一つの点光源のみの偏光分光観測を行う場合や、点光源ないしは拡がりの少ない面光源の偏光撮像はこれで充分に達成できる。このような「狭視野」偏光器であれば、明るい望遠鏡光学系への実装は比較的簡単である。望遠鏡視野全域にわたる偏光撮像を行うことは、サイエンスにより必要とする精度が異なるため一概には言えないが、通常の偏光測定で必要とする $\Delta p = 0.1-0.2\%$精度を安定して出すのは困難であろう。

ナスミス焦点の不利　過去に特に太陽望遠鏡において、ニュートン焦点やクーデ焦点における器械偏光をキャンセルするコンペンセーターの導入が様々に試みられてきたが、いずれも成功したとは言い難く、精度の高い偏光測定が単純には実現できないことは証明されていると言って良い。このようなナスミス焦点における偏光測定の実現へ向けた打開策は 2 通り考えられる。

1. 測定に用いる視野を光軸中心付近のみに狭め、 (その困難性は既知であるものの敢えて) 偏光較正を綿密に行うことで一定の精度を保つ。本来の意味のナスミス焦点では平面鏡が一枚だけと単純な構成であることから、光軸中心では光学系のモデル化やその結果としてのキャリブレーションは比較的簡単であると予想される。較正法を確立し、エンジニアリング時間を定期的に取ることで、一定精度 (器械偏光の 1/10 程度) では達成可能であろう。このような試みは、近赤外域では AO を通じた観測で行われており、サイエンスによっては充分な精度 $(\Delta p \sim 1\%)$ が達成されている他、可視でもガリレオ望遠鏡などの 4m クラスの望遠鏡で R & D が始められている。しかし、通常のカセグレン焦点並みの精度を実現するのが容易では無いことは、これまでの試みで明らかであると言って良い。

2. 望遠鏡光学系の軸対称性が保たれたカセグレン焦点付近に偏光器を置き、その出射光をナスミス焦点に置かれた撮像器ないしは分光器へ導く。偏光器を出た光は、入射光の状態によらず、一定の完全偏光成分に分けられているため、扱いが簡単になる。光の導き方は、大きくわけて、平面鏡の組み合わせで実現する方法 (カセグレン焦点付近に偏光器を置き、その出射光を一枚目の平面鏡で片側のナスミス焦点付近へ飛ばし、そこで二枚目の平面鏡によりもう片側のナスミス焦点へ入れてやる方法と、カセグレン焦点の手前に垂直に一枚目の平面鏡を入れて偏光器を通し、通常のナスミス焦点の第三鏡と同じ位置に二枚

[7]近年、光相関器、光インターコネクション、光波面補償などの分野において光波の位相を 2 次元的に制御するデバイスの開発研究が進められており、その進化と応用によっては、より単純な構成で、応答性が良い偏光器を実現できる可能性もあると考えられるため、そのフォローないしは R & D にも力を入れていきたい。

目の平面鏡を置いてナスミス焦点へ入れてやる方法の二通りがまず挙げられる) と、光ファイバーによって実現する方法とが考えられる。ただしファイバーは望遠鏡姿勢により効率が変化しやすいため、精度を出すのは難しい。いずれにしろ、この方法を用いる場合には、通常のナスミス焦点で用いる第三鏡を外し、その付近に偏光器と反射鏡を入れる必要があるため、機械的な制限が生じる。偏光素子の大きさを小さく保つためには、副鏡を変えて焦点距離を短くする必要もあるであろう。しかし、偏光器から撮像器ないしは分光器へ反射で光を導いて高精度の偏光測定を行う方法は確立されており、機械的な面がクリアされれば充分に達成可能であると考えられる。

以上をまとめると、カセグレン焦点での機器着脱が困難な JELT クラスの望遠鏡で、一定精度の偏光測定を行う装置像としては次のようになる。

1. 広視野の同時観測は不可能であり、点光源の偏光撮像ないしは偏光分光に限られる。
2. 点光源に限った場合には、充分な較正法を確立することで、通常のナスミス焦点においても偏光測定が可能であると思われるが、過去の報告から、その精度を保つには充分な較正情報を一定期間ごとに得る必要があり、観測効率が落ちる懸念がある。これは赤外域よりも測定精度を必要とするサイエンスが多い可視域の観測において致命的と成り得る。
3. カセグレン焦点並みの高精度の偏光測定を実現する代案として、ナスミス焦点の第三鏡を、偏光器と反射光学系ないしはファイバー光学と置き換えることにより、偏光解析が済んだ光をナスミス焦点へ導き、ナスミス焦点に置かれた撮像器・分光器によって測定する方法が考えられる。この方法は、大きな第三鏡を交換するという手間が必要になるが、偏光光学系としては既に確立されており、精度を保つのは比較的楽である。第三鏡を取り外すのが難しい場合、第三鏡の上に逆カセグレン光学系のようなもの (あるいはレンズ光学系) を入れる解もあるかもしれないが、非常に大きい光学系とせねばならず、実現が難しいだろう。

よって、JELT において偏光測定を行う装置の基本構想として、第三鏡とナスミス焦点の装置を一体と考え、それ全体を偏光装置として捉えた光学系を開発することで、高精度の偏光測定を実現する方法を提案する。望遠鏡光学系が明るいことから視野はあまり広くはとれず、点光源が主な対象となるが、第三鏡を外して偏光器と平面鏡 2 枚を組み合わせ、偏光解析済みの光をナスミス焦点へ導くこと、およびナスミス焦点の撮像器ないしは分光器にマッチさせたリレー光学系を導入することで、大口径を活かした暗天体の偏光撮像や偏光分光、ないしは高分散の偏光分光を可能とする高精度の偏光測定を実現することが可能になる。これを基本線として、可能性を探って行くのが良いだろう。第三鏡を外すのが難しければ、第三鏡の上 (副鏡側) に光学系を納める解を考えるか、あるいは純粋にナスミス焦点で最大限の偏光補正を行うことで一定精度での測定を実現する事を考えることになろう。後者については既存の望遠鏡を用いた R & D はすぐにでも可能である。

4.8 補償光学系

4.8.1 補償光学系とは

地上にある望遠鏡の観測では、大気に密度揺らぎがあるために望遠鏡に入る光の波面が乱されてしまう。このために、望遠鏡焦点で光が一点に集まらず、星像がぼやけてしまう。これをシーイングという。この影響は望遠鏡の口径が大きくなるほど問題になってくる。たとえば、すばる望遠鏡 8.2 m で光が理論通り完全に集まったとするとその空間分解能は波長 2.2 μm で 0.″06 になる

	分解能 (″)		
口径 (m)	0.5 μm	2.2μm	10 μm
1.88	0.055	0.24	1.10
8.08	0.013	0.056	0.26
30	0.0034	0.015	0.069

表 4.14: 望遠鏡の回折限界分解能の口径と波長による違い

(表 4.14)。それに対して、大気の揺らぎでの星像の広がりはこの波長で 0.″5 なので、望遠鏡の性能を全く発揮できていないことになる。補償光学装置は、この光波面の大気ゆらぎによる乱れを高速の波面センサーで測定し、大気ゆらぎが変化しない間に、光路中に置いた形状可変形鏡を変形させて、ゆらぎを打ち消して波面の乱れを補正する装置である (図 4.79) 。これによって、地上にある望遠鏡でも、ほぼ回折限界の分解能を得ることができるようになる。大気ゆらぎの変動は速いため、この補正は毎秒数 100 から数 1000 回もの速さで繰り返す必要がある。

補償光学装置の効果は、高い空間分解能が得られるようになるだけでなく、狭い領域に光を集めるので天体の検出感度も向上する。地上とスペースの望遠鏡とを比較すると、地上望遠鏡の方が同じ経費では口径が大きいものができるため、補償光学系を装備した地上望遠鏡の方が、より高い空間分解能を達成することができる。

4.8.2　これまでの補償光学系

補償光学装置は、1970 年代後半に米軍によって人工衛星を監視するために開発されたのが実用化の始まりであった。その後 1980 年代後半からは天体観測のための開発が始まり、米国やヨーロッパなどで、口径 3–4 m 級の望遠鏡で試験的に使われるようになった。その後 1990 年代の終わりにはすばる、ケック天文台など 8–10m 級の望遠鏡には必須の装置として本格的に取りつけられている。これらのシステムの補正素子数は数 10–数 100 素子であり、それによって達成される補正性能は、波長 2 μm の近赤外域で回折限界の 10–60% 程度である。これらのシステムは、現在は自然の星を参照星とするものが主流である。しかしその場合、観測したい天体の方向に波面測定用の参照星がない場合が多いので、観測する天体が限られるという問題がある。それを解決するために、観測天体の方向にレーザー光を照射し、上空に人工的に参照星をつくるレーザーガイド星技術が開発され、実用化が進みつつあり、ケック望遠鏡では 2003 年より観測を開始している。このレーザーガイド星としては、高度 90km にあるナトリウム原子層に波長 589nm のレーザーを照射し、共鳴散乱を起こし光らせる方式が一般的である。

4.8.3　レーザーガイド補償光学系の開発

国立天文台ではすばる望遠鏡の駆動素子数 36 のカセグレン補償光学系を実用化した補償光学グループがその実績を踏まえて、新たにナスミス焦点用の駆動素子数 188 の補償光学系と、補償光学系の利用範囲をほぼ全

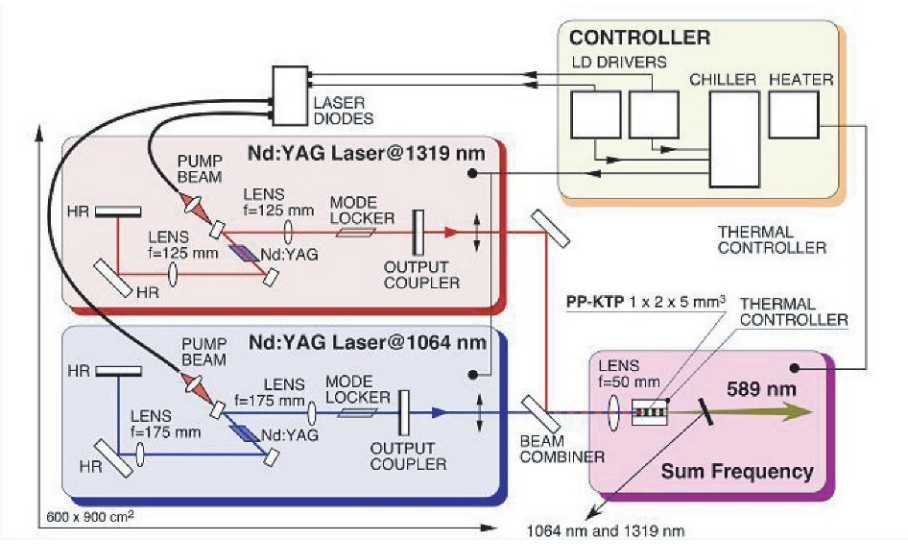


図 4.78: 国立天文台と理化学研究所が共同開発中のすばる望遠鏡用和周波全固体ナトリウムレーザーの試作機 (画像提供: 理化学研究所およびメガオプト社

天に広げるためのレーザーガイド星生成システムの開発製作を、科学研究費補助金特別推進研究を受けて 5 カ年計画で推進している。

レーザーガイド星生成システムはナトリウム D 線 (588nm) で発振するパワーレーザーを観測したい方向に打ち、上空約 90km の高さにあるナトリウム層のナトリウム原子を励起し発光させることで、任意の方向に明るい人工星をつくり、この光を光源としてそれより下層の大気中の温度揺らぎに起因する波面誤差を実時間測定し、可変形鏡で波面誤差を補償するためのものである。鍵となるレーザーとして理化学研究所と共同で和周波固体レーザーを開発している。図 4.78 はそのプロトタイプ装置であり、波長 1369nm と 1064nm の YAG レーザー光を混合して和周波にあたる波長 589nm のレーザー光を発生する装置である。ちなみに JELT 光学系では第五鏡が上空 16 km に共役な配置となっており、これを可変形鏡にすることができれば Tropopause (∼10km) の乱流による成分を補償することができよう。

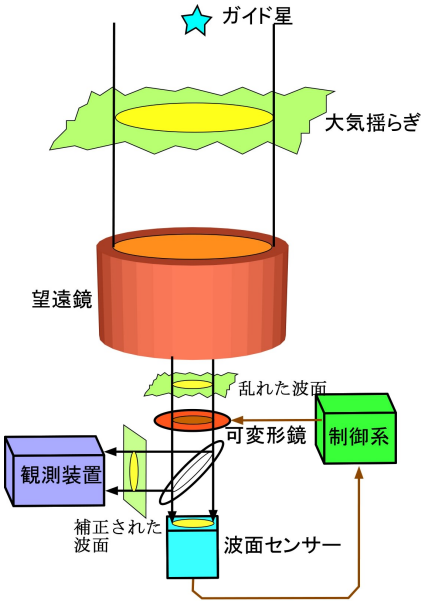


図 4.79: 補償光学系の概念図

4.8.4 補償光学技術の進展

現在、補償光学系は実用化の時代を迎え、任意の天体を観測するためのレーザーガイド星も実観測に組み込まれつつある。これからの補償光学系は 8–10m 望遠鏡での更なる高性能化と 30m 級の望遠鏡への応用を視野に入れ、観測目的に合わせて多様化の時代に入りつつある。これらは、かつてプリズム分光から始まった分光観測が、今や様々な形式の分光器を用いた観測へと発展しているのに対応する。これらの新しい補償光学系は、以下のように分類される。

1) ExAO (Extreme Adaptive Optics)
補正素子数を現在の 100–数 100 素子から 1000 素子以上 (8m 望遠鏡の場合) に増やし、波面誤差を減らすことにより星の周りのハローを落とす。これによって太陽近傍の星の周りにある太陽系外惑星の検出を狙う。これには、非常に明るいガイド星を使って、狭い視野での高い波面補正性能を追求する。これは、ハローを落とすことを目標とすることから高ダイナミックレンジ補償光学系とも呼ばれる。

レーザーガイド星は、自然のガイド星と違って無限遠にはない (90km) 。そのため、天体からの光とは大気を通ってくる経路が違い、それが波面測定の誤差を生む。この ExAO では、極限まで波面誤差を減らす必要があるので、レーザーガイド星は使わない。

2) MCAO (Multi Conjugate Adaptive Optics)
補償光学系にはガイド星から角度が離れると補正性能が落ちるという欠点がある。観測天体から離れた方向にあるガイド星から来た光は、大気揺らぎのある高さでは、位置がずれてしまうので、波面測定および補正に誤差が生じる。これを解決するには、複数の方向 (例えば 5 箇所) にあるガイド星をレーザーで作り、それぞれの星からの波面を測定し、その信号を統合することによって、大気揺らぎの立体的な情報を得る。その上で、複数の可変形鏡 (2–5 個) を空の複数の高さに対応する位置に配置し、それぞれの可変形鏡はそれに対応する高さにある大気揺らぎを補正するようにする。そのようにすると、広い視野

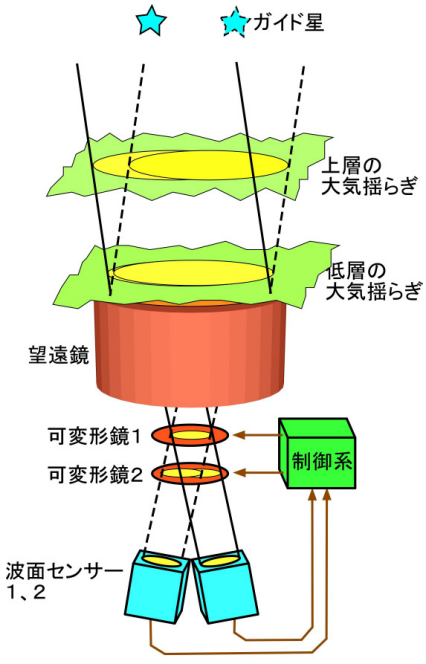


図 4.80: MCAO: マルチコンジュゲート補償光学系の概念図。複数のガイド星からの光を使って、大気揺らぎの立体的情報を測定し、それに基づいて複数の高さにある大気揺らぎをそれぞれの可変形鏡で補正する。

に亘って回折限界の補正性能を確保することができる。この視野の広さは、単一ガイド星補償光学系の数 10 秒角と比べて、約 3 倍の 2 分角程度になる (図 4.80) 。

3) MOAO (Multi Object Adaptive Optics、多天体補償光学系)

より広い範囲の補償光学系を MCAO 技術で作ろうとすると、広い視野をカバーするために補償光学系の光学コンポーネントのサイズが大きくなり、費用が莫大になってしまう。そのため、それぞれは狭い視野をカバーする小型の補償光学系を作り、補正したい天体ごとに補正をかける補償光学系 (MOAO) が検討されている。これによって数分～数 10 分角以上の視野にわたって補償光学系を使った観測ができるようになる。この場合、ガイド星から天体までの角度は視野が広い分平均して遠くなるので、波面測定の精度は落ちるが、それでもシーイングよりはるかに高い分解能を実現することができる。これも MCAO と同様複数のレーザーガイド星を用いる。

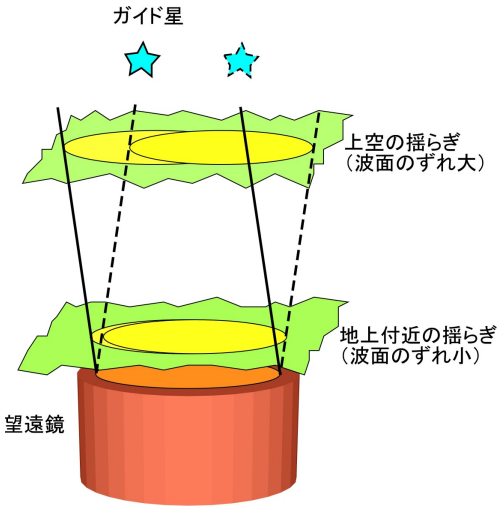


図 4.81: GLAO: グラウンドレイヤー補償光学系。大気揺らぎのうち大きな割合を占める地表付近の揺らぎだけを補正する。地表付近の揺らぎに対しては、角度が離れた星からの光でも測定誤差は小さいので、広い視野に亘っての補正が可能になる。

4) GLAO (Ground Layer Adaptive Optics)

大気揺らぎの約半分は地表付近に集中している。ガイド星から離れた角度からきた光でも、地表付近の大気揺らぎについては補正の誤差は生じない。そこで、地上付近の大気揺らぎのみを分離して、それを補正する。そうすると残りの波面誤差は上層の大気の分のみとなり、広い視野 (数–数 10 分角) に渡って、星像を 30 %程度小さくすることができる。これを実現するには、広い視野を確保できる補正光学系が必要で、望遠鏡の副鏡を可変形鏡にするのが適している (図 4.81) 。通常はレーザーガイド星を想定しているが、ガイド星を見つける範囲が広いので自然ガイド星だけでよい可能性もある。GLAO の効果を推定するには地表乱流のスペクトルがコルモゴルフスペクトルから離れるスケールである Outer Scale を知る必要がある。

4.8.5　JELT 補償光学系の案

30m 級望遠鏡で使う補償光学系としては様々な可能性があるが、JELT 用に検討しているものは以下のとおりである。

表 4.15: JELT 用補償光学系と対応する観測装置

	観測装置	素子数	波長域 (μm)	空間分解能 ($''$)	ストレル比	視野
中間赤外補償光学系	撮像/分光	1000	7–30	0.07-0.20	0.9	$2'$
MCAO	撮像/分光	3000×3	1–5	0.007-0.03	0.6	$30''$– $2'$
多天体補償光学系	分光	1000	0.5–5	0.1		$20'$
GLAO	撮像	1000	0.5–30	0.3		$20'$
ExAO(HDAO)	撮像/分光	30000	1–5	0.007–0.03	0.9	$10''$
可視光補償光学系	撮像/分光	10000	0.4–1.0	0.002	0.5	$10''$

1) 中間赤外補償光学系

波長 7μm 以上の中間赤外域では 8m クラスの望遠鏡の時には補償光学系が無くても回折限界の星像を得ることができたが、30m になると補償光学系が必要になる。

その場合、できるだけ鏡の枚数を減らして、望遠鏡からの熱放射を減らすことが重要である。それを実現する方法としては、望遠鏡の副鏡を可変形鏡にする可変副鏡補償光学系と、可変形鏡を含めて補償光学系全体を冷却する冷却補償光学系がある。

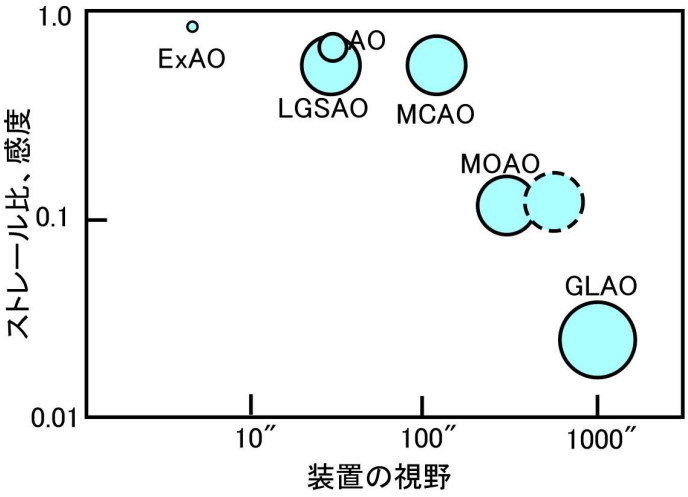


図 4.82: 各種補償光学系の補正性能と装置の視野の関係。装置の視野が大きい補償光学系ほ補正性能が低い傾向となる。補正性能、視野の数字は典型的な値を示しているので、実際はシステムごとによって異なる。また、円の大きさは、その補償光学系で観測できる天体の割合を示している。ExAO は全天で 100–1000 個しか観測できる天体がない。AO (自然ガイド星補償光学系) は全天の数 %、LGSAO, MCAO, MOAO, GLASO はほぼ任意の天体が観測できる。最近提案されている、MOAO、GLAO は回折限界性能というよりも、現在のシーイングリミットで観測している装置の感度を向上させるのが目的となっている。GLAO の視野は望遠鏡の視野でリミットされる。

可変副鏡補償光学系

可変副鏡は望遠鏡の副鏡を可変形鏡にするものである。通常の補償光学系では、焦点付近にビームを平行にする光学系を設け、そこに可変形鏡を置いて波面を補正するが、可変副鏡を用いると、そのような光学系が必要でないために、全体の鏡の枚数を増やすことなく補償光学系を実現でき、鏡からの熱放射が少ない補償光学系となる。また、可変形鏡のビーム径が大きいために、広い視野をカバーする補償光学系が実現できる。

これまで可変副鏡は、そのサイズが大きいために実現が難しかったが、最近になってアリゾナ大学の MMT 望遠鏡 (6.5m) や LBT 望遠鏡 (8.4m×2) 用の直径 600mm、336 素子のものが実用化した。JELT の光学設計では副鏡の大きさは 4m であるため、この技術を発展させることによって、10000 素子程度までの可変副鏡の製作が可能である。

また、ガイド星からの角度が大きくなるときの星像の劣化の程度は波長に反比例して小さくなるために、中間赤外補償光学系では、マルチコンジュゲート技術を使わなくても、広い視野に亘って均一な星像が得られる。

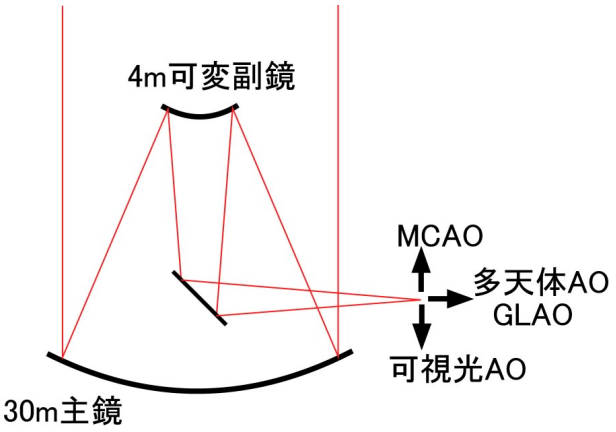


図 4.83: JELT 用補償光学系の配置概念図。ナスミス焦点位置の補償光学系は、ミラーもしくは場所によって切り替える。

冷却補償光学系

直径 4m の可変副鏡の製作が技術的に、もしくは予算的に困難な場合には、中間赤外観測装置の中に補償光学系を組み込む装置を製作する。技術的には、冷却しても動作する可変形鏡の開発が必要である。

2) MCAO (近赤外広視野観測用)

30m 望遠鏡でのマルチコンジュゲート補償光学系では、視野 2 分角に亘って波長 1.65μm で回折限界性能を確保する。その為には、3000 素子の可変形鏡を 3 枚使って上空の大気揺らぎを 3 層に分割し、それぞれの大気揺らぎの補正を分担する。それをカバーする観測装置としては、近赤外カメラ、多天体分光器でアレイサイズは約 10000×10000 ピクセルとなる。

3) 多天体補償光学系

JELT のナスミス焦点は、20 分角の視野を持つ。これは、実サイズでは 2m という広い焦点面スペースがある。それを生かして、ナスミス焦点全面にわたって 100 台の補償光学系付き可視近赤外分光器を設置し、高分解能での同時分光観測を行えるようにする。

4.8.6　要素技術開発

JELT 補償光学系を実現するために必要な主要開発要素を以下にまとめる。

1) レーザー

固体レーザー

補償光学系用の 589nm の波長を出すレーザーとしてこれまでは色素レーザーが主流であったが、今は全固体レーザーがシステムをより安定に稼動できる、メンテナンスが容易である、小型化、長寿命にできるなど観点から主力となってきている。その一方式としては、1032nm と 1316nm を発振する YAG レーザー光を非線形結晶に入れ、その非線形効果ででる和周波がちょうど波長 589nm になることを利用した、和周波レーザーが実用になりつつある。現在 20W (約 8 等星のガイド星を作る) のものが試験には成功しており、実用としては 10W 出力 (9 等星) のものが開発されつつある。MCAO への応用、及び JELT には、9 等星程度のガイド星が 5 個以上必要なため、全体では 50W 程度のレーザーが必要になる。

この他、光ファイバーを共振器として使う、ファイバーレーザーも新しい可能性として開発が始められており、これが実現すると非常に安価で小型のレーザーシステムができる。

レーザー伝送用光ファイバー

レーザーから出た光を、発射するための望遠鏡に導く方法として、光ファイバーを使うことが始められている。これによって伝送光学系の設置は非常に容易になる。しかし、コア直径が 10μm 程度のシングルモードファイバーに 10W の極めて強い光を通すことになるため、内部での非線形散乱によるロスが起こってしまう。それを解決する方法として、最近はフォトニッククリスタルファイバーというコアの周りに多数の穴を開けて、実効的に屈折率を下げ、クラッドを形成するファイバーを使う。この技術によって、コア径の大きなファイバーを製造することができ、光強度の密度を下げることができるようになる。

しかし、10W よりさらに大きい光を通すと、このフォトニッククリスタルファイバーでも非線形散乱が起こってしまう。新しい技術として、光が通るコアを中空にしたフォトニッククリスタルファイバーを使って、非線形散乱の影響をなくする中空フォトニッククリスタルファイバーの開発が始められている。

2) 可変形鏡技術

可変副鏡

JELT では、副鏡の直径は 4m クラスの大型のものになる。可変副鏡はボイスコイルを使って駆動していることから現在のストロークは 50μm と他の可変形鏡よりは 1 桁近く大きく、ストロークについては他より有利である。大型化に関しては、厚み 2mm 程度で形状制御可能な大型薄鏡を作ることができるかが課題である。

多素子可変形鏡

通常の補償光学系は望遠鏡の焦点部の光をいったん平行にして可変形鏡を使って波面補正を行う。現在一般的に使われているものでは、941 素子のものまで作られている。現状では素子間隔が 5–7mm 程度である。そのままの素子間隔で素子数を 3000 素子まで増やすと、全体のサイズが大きくなってしまう。単一可変形鏡とちがって、これは他の光学系と組合せて用いるために、全体の光学システムが巨大になってしまう。それ故、素子間のピッチを狭くして、鏡をコンパクトに作ることが課題である。しかし、ピッチを狭くすると、圧電素子の強度を維持するためには、素子の長さを小さくしなければならないために、ストロークが小さくなってしまう。素子の製造技術、より大きい圧電係数の材料などの開発が必要である。

マイクロエレクトロニクス鏡

シリコン加工技術を使うので、多素子化が可能。1000 素子の試作鏡ができている。しかしサイズが小さいため、広い視野をとるのは難しい。また、1 素子あたりのサイズが小さいので、現状では短いストロークしかとれない。そのため、他の低次の可変形鏡と組み合わせる。用途としては、ExAO、MOAO に適している。

3) 波面センサー技術

高速、低雑音 CCD の開発

微弱な星からの光を使って波面を測定するためには、光検出器の雑音を極めて低くしなければならない。補償光学系の補正精度を上げるために補正素子数はこれまでの数 100 素子から、数 1000 素子以上に増える。そうすると、1 素子当たりの光量は減少する。かつ大気揺らぎの時間変動をより忠実に測定しないといけないために、より高速での波面を測定する必要がある。それを実現する検出素子としては、読み出し雑音が $1e^-$ 以下の高速読み出しの CCD が開発されてきている。

現在達成されている性能は、128×128 素子の検出器で、250Hz のフレームレートで雑音 $1e^-$ 以下の読み出しである。JELT 用には、画素数を 512×512 素子まで増やし、2000Hz のフレームレートで雑音 $1e^-$ 以下の読み出しのものを実現しなければならない。

4) 高速制御技術

波面演算アルゴリズム

素子数が増えると、現在の行列の掛け算を行う制御方式では素子数の 2 乗に比例して演算量が増える。10000 素子もの補償光学系になると、CPU が今後高速化することを考慮しても、演算が間に合わなくなる恐れがある。そのため、波面演算そのもの精度を落とさずに、演算量を減らす技術が開発されつつある。行列の掛け算のかわりにフーリエ変換を利用する方法で、演算量が素子数にほぼ比例するので、多素子補償光学系では有効であると考えられている。

大気揺らぎの高さ分布を含めた 3 次元情報を使って波面を補正するための、トモグラフィー (断層撮像) 技術も JELT での補償光学系で、MCAO、MOAO などを実現するための鍵となる。

4.9 ドーム

4.9.1 ドームに要求する機能

望遠鏡の口径が 8m から 30m に拡大しても、それを収容するドームに要求される機能はかわらない。以下にその機能をまとめる。

1. 望遠鏡を外的環境 (天候、地震、衝突物、いたずら等) からの保護
2. 観測時の風の擾乱による望遠鏡構造への外乱の低減

要素技術	現在のレベル	JELT 望遠鏡用
レーザー	10–20W (色素、固体)	50W (和周波固体、ファイバーレーザー)
伝送用ファイバー	フォトニッククリスタル	中空フォトニッククリスタル
可変形鏡		
可変副鏡	600mm 径、336 素子	4m 径、3000–10000 素子
ピエゾ鏡	5–7mm 素子間隔、941 素子	2–5mm 素子間隔、3000 素子
MEM 鏡	10mm 角、1000 素子	3000–10000 素子以上
冷却鏡	無し	1000 素子
波面センサー検出器	128×128 素子、RON[8]<1e$^-$	512×512 素子、RON<1e$^-$
	250Hz	2000Hz
制御プロセッサー	汎用 CPU、DSP	DSP、FPGL
制御アルゴリズム	行列演算	FFT、スパース行列演算、トモグラフィ

表 4.16: JELT を実現するための補償光学系要素技術

3. 望遠鏡、制御システムおよび周辺機器などからの発熱抑制
4. ドーム内環境の総合制御としてのシーイング劣化対策
5. 望遠鏡運用・保守に必要な装置の収納
6. 運用・保守のための環境維持

4.9.2　外的環境からの保護

天候として、雨、雪、氷、風、高湿度など望遠鏡構造、駆動機構に大きな影響を及ぼすだけでなく、日常の運用・保守のためにもそれらに対して十分な対策が重要である。特に運用上雨漏りは日常的な頭痛の種であり完全な解決策はなく対処療法にならざるを得ないことを肝に銘ずべきである。積雪や結氷は望遠鏡運用に支障を来すだけでなく過度な加重のためドーム構造の安全、さらに保守員の安全などのため融雪に配慮した設計が必要である。風についても強風などに対する生き残り確率を考慮した設計が不可欠である。

地震についてはサイトの選択に大いに左右される。サイトの特性を調査して耐震設計を図る必要がある。

口径 30m 望遠鏡では主鏡のカバーは実際的でなく、望遠鏡の収納位置を工夫すると共に隙間のシーリングの徹底も塵対策には重要である。このようにドームの構造に防塵の考えを導入すべきではあるが、完全なものは期待できない。主鏡上の塵を日常的に除去する装置の考案が実際的であろう。

4.9.3　風の擾乱対策

風の擾乱は望遠鏡の追尾性能、その結果としての星像の劣化に直接影響をあたえる。すばる望遠鏡では風の擾乱 (運用平均風速 7m/s) が追尾性能に大きな影響を与えないように主鏡付近の風速を 1m/s 以下に抑制する方針をとった。たとえば強風時、開口部が風に正対しているとき、ウインドスクリーンを使用して風速を低減している。しかし、口径 30m ではウインドスクリーンの設置は機構上困難である。すばる望遠鏡の経験では、風向きによって通風口の開口率を変えることにより望遠鏡構造への風荷重をある程度制御できた。しかし、完

[8]RON:読み出し雑音

全なテストは行われていない。したがって、ドーム側面の通風口などの制御を通じて望遠鏡構造や主鏡面への風荷重の変化を抑制できる可能性があり、今後の大きな課題である。

4.9.4 発熱抑制

望遠鏡周辺の発熱による温度不均一状態はドーム内の屈折率の不均一をもたらし、星からの波面を乱す。このため星像の大きさは望遠鏡の回折限界とはならず、屈折率の不均一の程度に依存した大きさになる。8m すばる望遠鏡の波長 500nm での回折限界の星像の大きさは 0.″015 であるのに対し、星像の実測値は平均 0.″6 ほどである。

すばる望遠鏡では望遠鏡も含め周辺の温度の不均一を抑制するため、制御システム、制御計算機群を別棟に移した。主鏡制御システムなど移動できない制御部分の発熱は冷却液との熱交換で排熱した。また、望遠鏡の構造体を周囲の温度に常時なじませるため断熱材で覆い、さらにその表面をアルミニュームの薄板で覆った。アルミニュームが周囲の温度になじみやすいからである。

次に大きな熱源としては日射と地熱がある。特に日射は影響が大きい。ドームの外壁を温度になじみやすい無垢のアルミニュームとし、その内側を断熱材をふきつけ熱の侵入を抑えた。しかし、それでも日射による熱の侵入は無視できず、流入熱量を捨てるという方針で空調装置を導入した。実際には日中のドーム内の温度を予想される夜間の温度に保持するという方針をとった。特に主鏡周辺の温度は夜間温度より 2°C 低い温度を目標とした。地熱については望遠鏡の水平駆動静圧軸受のオイルを冷却することで遮断した。また、観測装置からの発熱も無視できないので、装置を断熱壁で囲い発熱を冷却液と熱交換させることで排熱を図った。冷却液との熱交換で捨てられる熱は最終的にはダクトでドームから十分離れた外気に捨てられる。

以上のようにすばるでは、発熱源をなるべく作らない、発熱はダクトで遠くに捨てるという方針をとった。その結果、年間平均シーイングサイズは 0.″6 とマウナケア山頂で最高を誇っている。

口径 30m 望遠鏡でも同様の方針を基本として、ドームに内包する望遠鏡、周辺機器、保守設備、観測装置などが明らかになってから具体的な対策を考えていくのが賢明である。

4.9.5 シーイング劣化防止対策

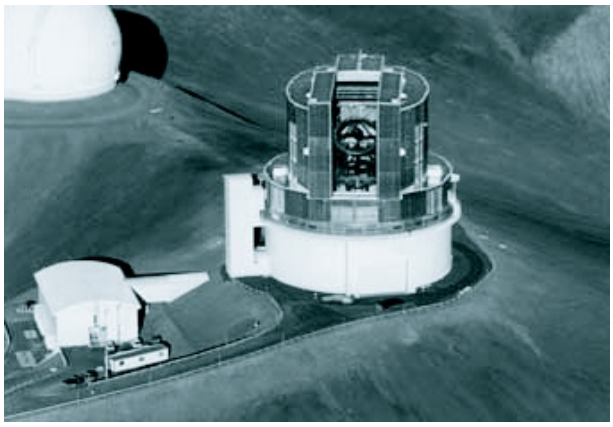


図 4.84: すばる望遠鏡のドーム

シーイング劣化の原因としては、上空大気、接地境界層、ドーム内環境の 3 つに大別される。上空大気については望遠鏡サイトの選定に際しての大きな決定要因であり、サイト選定の項で論じる。ここでは接地境界層とドーム内環境について述べる。

接地境界層は地面と自由大気の境界であり、厚さは 15–30m 程度である。地面で空気の速度がゼロ、境界層では速度傾斜があって、その上部で自由大気につながる。さらに一般には夜間地面の温度は空気の温度より高く、境界層では空気は熱乱流状態と考えられる。すばる望遠鏡では乱流の強さが自由大気での星像の乱れと同等になる高さを実測して、望遠鏡の不動点 (高度軸高さ) をそれ以上の高さに設定した。実際にはドームの形によっては地表面の熱乱流層を望遠鏡光学系の高さまで巻き上げることがあるため、水流実験、計算機シミュレーションによりそのようなことが起こりにくいドーム形状 (柱形状:図 4.84) を採用した。JELT でも同じ考え方でドーム形状を検討すべきであろう。

ドーム内環境については、すでに述べたように発熱を極力防ぎ、それでも不可避な発熱は積極的に排熱するという方針が適切と考える。そして、温度を均一にするのが最終目標であるから有効な対策を検討する必要が

ある。すばる望遠鏡では水流実験等で、自然風を取り入れ側面に窓を開けてスムースに流してやるフラッシング法が有効と考えられたので採用した。現在、すばる望遠鏡を用いて、フラッシングがどの程度有効なのかの定量的な評価をしている段階である。その結果は JELT のドームの設計検討に大いに役に立つと期待される。

4.9.6　望遠鏡運用・保守に必要な装置の収納

望遠鏡の運用と保守の目的には、制御システム、制御計算機、機械加工室、電子工作室、観測装置保守・改良室、蒸着室、冷却システム設備室、部品等保管室、事務所が必要である。すばる望遠鏡では大型の蒸着設備、主鏡交換台車、主鏡洗浄装置など大型設備は望遠鏡を支えたピアの周辺の空間に収納した。

JELT でも常時発熱しない保守・運用装置や保管庫はこのような空間を利用するのが賢明である。一方で運用装置は常時発熱が伴うためドームとは別棟に収納するのがよい。

望遠鏡の保守作業として分割鏡の交換・再蒸着、主鏡の塵除去、観測装置交換のために設備が必要である。これの収納空間は確保する配慮がいる。望遠鏡の保守にはクレーン設備は不可欠である。望遠鏡の構造に合わせて保守すべき仕事を洗い出し、それに必要なクレーンを検討する必要がある。とくにドーム回転部分に大型クレーンが必要かどうかは経費にも大きなインパクトがあるので、早急に検討する必要がある。また、大型クレーンを必要としない場合は望遠鏡建設用に外部クレーンを導入する必要があろう。ドームフラット機能の実現についても検討を要する。

運用・保守のための環境維持

ドーム構造の強度に関しては、サイトにおける強風の度合い、頻度、氷結の規模、積雪量、地震の規模など自然環境下で望遠鏡の設計寿命を何年とするか決める必要がある。そのためにはサイトにおける上記のデータを収集し、要求される設計寿命を考慮した耐久設計を行う。

日常の保守は人間が行うものであり、ドーム内の労働環境が観測条件と相容れない側面が強い。ある程度の忍耐は必要であるが、過度の忍耐はかえって保守の効率を落とし、ひいては人間の安全を脅かすものなので慎重な設計方針が望まれる。たとえば融雪装置など保守の自動化の導入など発熱抑制方針に反することも検討する必要があろう。また、建設地が 3500m 以上の高地となる場合、低酸素症の緩和のために酸素補給設備を備えた部屋を用意するなどの工夫も検討する必要がある。

JELT のドーム

すばる望遠鏡のドームはこれまで述べた方針に沿って設計、建設された。経費、技術の点から方針を 100%実現できなかったが、考え方をなるべく取り入れた。

マウナケア山頂に設置する場合、現在の山頂リッジに大きなドームを配置することは困難である。また、ハワイ土着の人々にとって神聖な山頂に麓からも見える形でドームが林立することには、根強い抵抗もある。このため、山頂開発計画では新しいドームの設置場所を制限することやドームの形状が周辺景観とマッチするように配慮することが求められている。チリなどに設置する場合は、また違って制約が生じる可能性があるが、設置場所に応じた制約がかかることを忘れてはならない。

図 4.85: Kitt Peak の 4m 望遠鏡ドーム

JELT は補償光学技術を徹底的に使用するが、そのドームはやはり接地境界層の影響を最小限に止めるべきである。そのため、建設予定地の接地境界層の状態を実測して熱乱流が有意に小さくなる高さを求めることが必要である。その上で接地境界層の下層の気流が望遠鏡の光路に侵入しないような外形構造を考えるべきである。すばる望遠鏡の円柱構造や半球でもそれを支える高い円柱構造 (図 4.85) などが有効であろう。ただし、KPNO では円柱構造の高いドームとしているが、サイトのせいか必ずしもシーイングは良くないので、サイト選定が重要なことは言を待たない。以下ではこのような方針に基づいて 3 つの構造を提案する。

1) すばる望遠鏡タイプ

外形は円柱型 (図 4.84) でフラッシングの考えを取り入れ、側壁に窓を幾つか設置する。望遠鏡の鏡筒を側壁で隔離してドームと望遠鏡を共に回転させる。制御システムや制御計算機など別棟に納める。すばる望遠鏡とちがい巨大な主鏡蒸着装置は不要なのでピアーの下部を収納庫としてもよいし、外部環境としても良い。また、主鏡など巨大な構造の取り外しなどの作業がないので大型クレーンは必要ないだろう。

2) フランス太陽望遠鏡タイプ

フランスの太陽観測グループが採用した望遠鏡の開口部分のみ開けて天体の追尾にあわせて開口部を移動させる方式はなるべく機械構造を外気にさらさないためシーイング劣化防止に効果がある。ただし、ドームに 2 軸の駆動装置を導入することになるので 30m 口径のような巨大構造が作成可能か検討を要する。この場合でも接地境界層の影響を避けるために望遠鏡の鏡筒位置を高くする必要がある。

3) その他のドーム

30m クラスの望遠鏡のドームの直径は 100m ほどになり、このクラスになると大空間建築物 (図 4.86) という観点で考えることも必要であろう。これらの建築物は日本でも万博パビリオンや全天候型スタジアムなどで古くから発達してきた。これらの建築技術を流用することはコスト削減の可能性がある。ただし望遠鏡固有の問題点を克服するための試作、実験が欠かせない。厳しい自然環境での生き残り、開口部の設置、望遠鏡追尾などのための駆動部分の導入、熱制御システムの導入など具体的な検討項目の洗い出しから始める必要がある。以下に大空間建築の例を示す

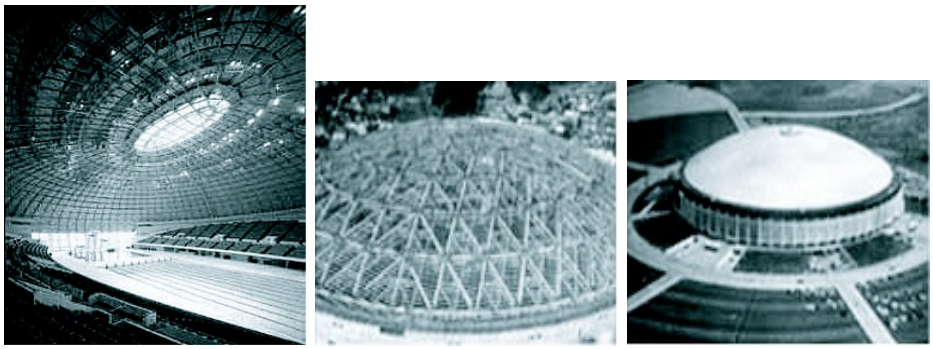


図 4.86: 直径 100m 規模の大空間建築の例
(建築会社の Web サイト [9, 10] より)

4.9.7 ドームのコスト

ドームの具体案が無い時点でドームの建設コストは出せないが、8m 級望遠鏡の直径 40m ドームの建設コスト 30 億円を基に試算してみる。

[9] http://www.taiyokogyo.co.jp/tm/index.html
[10] http://www.tomoe-corporation.co.jp/rittai/rittai-TOP.htm

JELT の場合グレゴリアン副鏡を採用すると鏡筒の旋回半径は 45m。保守空間を考慮するとドーム直径は 100m。費用は 直径の自乗とすると、$(100/40)^2 = 6.25$。これをすばる望遠鏡の場合の経費にかけると 187 億円。

もし、グレゴリアン副鏡を止めればドーム直径 70m 程度。その場合、92 億円。

できるだけドーム直径を小さくする努力が経費軽減につながることに留意する必要がある。100 億円以下に抑えたいのであれば、その他の大空間建築物を流用したドームの導入を真剣に検討する必要があろう。

4.10　全体コストとスケジュール・体制

4.10.1　全体コスト

30m 級望遠鏡の建設予算については、TMT グループが検討を開始しているが、予備検討では建設に約 7 億ドル、運用には約 4000 万ドル/年程度を目標としている。

JELT 建設予算の積算も現時点では、精度が不十分だが、個別要素について、すばる望遠鏡建設予算や、他の 8m 級望遠鏡建設予算を参考に粗積算すると、建設総額は開発費用込みで約 700–1000 億円と見積もられる。運用には建設予算の 5–10% 程度がかかると見込まれるので、建設期間を 10 年間、運用期間を 20 年間と見込むと総額で 30 年間に約 2000 億円が必要となる見込みである。建設予算のより精度の高い見積もりには望遠鏡の設計をさらに詰めねばならない。国際協力で総建設予算の 1/4 を分担すると仮定しても、建設予算として 250 億円、運用予算として年間 10 億円が建設参画への最低限の必要予算であろう。

年度	JELT イベント	関連事項
2003	予備検討開始，JELT-WG 発足	
2004	基礎開発開始	ALMA に日本が正式参画
2005	国立天文台内に JELT プロジェクト室設置	
2006	基本設計	
2007	基本設計、ＰＤＲ	
2008	詳細設計	
2009	ＣＤＲ、建設初年度	
2010	建設第二年度	
2011	建設第三年度	ＪＷＳＴ打ち上げ
2012	建設第四年度	ＡＬＭＡ運用開始
2013	建設第五年度	
2014	建設第六年度	
2015	試験観測初年度	
2016	総合調整	
2017	運用初年度	
2018	運用第二年度	

表 4.17: JELT 計画スケジュール

4.10.2 スケジュール

予備検討と基礎開発には、今後最低 3 年間程度が必要であろう。建設予算は国際協力を前提とすると、その枠組みの合意にも時間がかかる。建設を最速で 2007 年度から開始したとして、6 年後に主鏡の一部を用いた部分試験を開始し、全体完成を 10 年後と想定すると、2017 年度までに観測装置や新世代の補償光学装置を平行して開発し完成させねばならない。楽観的スケジュール案を表 4.17 に示す。

4.10.3 体制

JELT 構想の実現には米国、欧州などとの国際協力の可能性も視野に入れて推進する必要があろう。日米欧の国際協力で次世代大規模望遠鏡を建設することになる場合は、その前例となる ALMA 計画の推進体制が参考になるだろう。日本単独での事業とする場合も、国際協力で推進する場合も、国内体制は国立天文台が窓口となり、全国の大学等関連研究者のコミュニティの意向を吸い上げながら、意志決定してゆく枠組みを構築する必要がある。これについては、すばる望遠鏡の建設運用にコミュニティの窓口となっている光学赤外線天文連絡会 (光天連) を強化することで対応できよう。

4.11 海外の超大型地上望遠鏡計画

4.11.1 概要

ケック、すばる、ジェミニ、VLT など主要な 8 メートルクラスの望遠鏡が完成した 1990 年代末頃から、欧米を中心として口径 30 メートルを超えるような次世代の超大型望遠鏡の検討が開始された。

これらの望遠鏡計画ではこの 10 年で劇的に進んだ計算機/制御技術をふんだんに取り込んだ、非常に大口径、かつ高精度の望遠鏡計画となっており、以下のような共通の特徴を持つ。

- 口径の小さい (0.5–8m) 鏡を多数組み合わせたセグメント鏡により、30m を超える大口径を得る
- 大気の擾乱による星像の広がりを補正する、補償光学 (Adaptive Optics: AO) を導入し、可視から赤外線に渡る全波長帯で回折限界に迫る高空間分解能を達成する
- 全トラス構造によって、架台を大幅に軽量化する。

現在進行中の海外の望遠鏡計画の主なものは表 4.18 に示す。特に、米国の TMT と ESO の OWL の両計画が欧米の大きな柱として進みつつあり、それ以外の計画についても活発に検討が行われている。

名称	口径	計画母体
TMT	30m	米国 (AURA, ACURA, CELT Co.)
OWL	100m	欧州 (ESO)
Euro50	50m	スウェーデン
GMT	20m	米国 (カーネギー研究所、ハーバード大、スミソニアン天体物理学研究所、MIT、アリゾナ大、ミシガン大)

表 4.18: 世界の主な超大型望遠鏡計画

4.11.2　TMT (Thirty Meter Telescope)

アメリカでは、比較的早い時期よりカリフォルニア工科大学とカリフォルニア大学などのケック望遠鏡を建設したグループが次世代の 30m 望遠鏡として CELT(California Extermely Large Telescope)[11] の検討を進めていた。これはケック望遠鏡の建設の経験と技術をベースとして、その延長で建設を行うというものである。そのため、新規技術の導入には比較的慎重である印象がある。

一方、アメリカの大学連合である AURA[12]が中心となって検討を進めた次世代の 30m 望遠鏡が GSMT(Giant Segmented Mirror Telescope)[13]である。これはより大胆に新技術を取り入れたもので、補償光学用の可変副鏡を取り入れたり、電波望遠鏡型の架台を提案したりしている。

また、カナダ大学連合 ACURA[14]もハワイ・マウナケアにある 4m のカナダ・フランス・ハワイ望遠鏡 (CFHT) の後継として口径 20–30m の望遠鏡 VLOT (Very Large Optical Telescope)[15] の検討を進めていた。

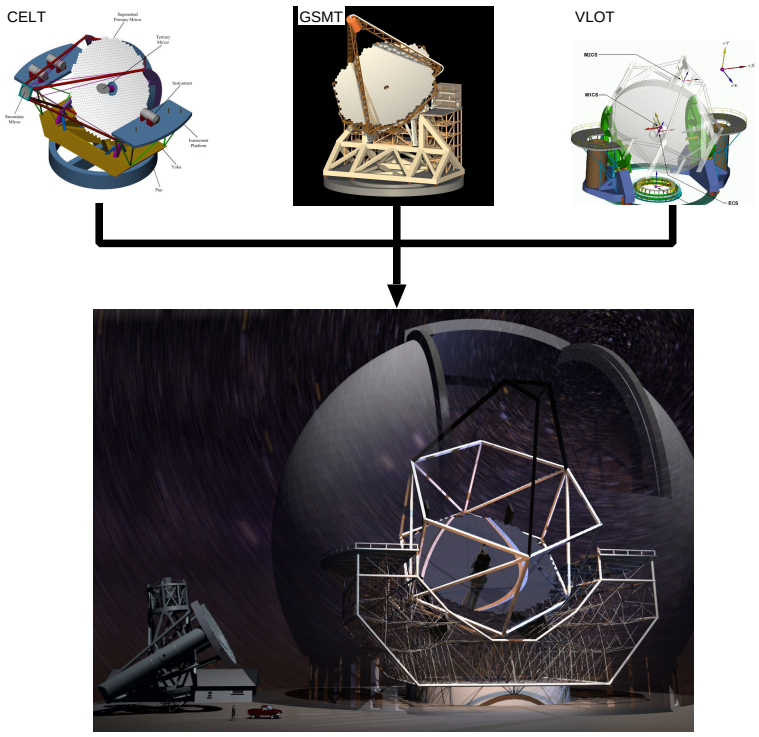


図 4.87: (上段)CELT, GSMT, VLOT の完成図。これらが統合されて TMT 計画となった。(下)TMT の完成予想図。左側は同スケールの 5m ヘール望遠鏡。

2002 年末に米国科学振興財団 (NSF) の働き掛けによって、これら 3 計画が統合されたのが TMT(Thirty Meter Telescope) 計画[16]である。最終仕様はまだ明らかになってきてはいないが、完成予想図を図 4.87 に示す。また、CELT 案、GSMT 案の仕様を表 4.19 に示す。

基本的にはリッチークレチアン光学系を採用するなど、ケック望遠鏡のスケールアップ的な設計思想で、それに細かい改良を加えている。1–1.5m のセグメントを 400–1080 枚組み合わせて、F/1–1.5 の 30m 主鏡とするなど、他の大型計画と比べると現実的な仕様になっている。

2003 年 10 月に米国ムーア財団から基礎開発研究費 1700 万ドルを獲得し、設計を進めている段階にある。今後数年で最終設計を取りまとめ、建設を開始する意向を示している。

4.11.3　OWL (OverWhelmingly Large telescope)

ヨーロッパ南天天文台 (ESO) は、これまでの望遠鏡の概念を捨て去った、全く新しいデザインで口径 100 メートルという巨大な望遠鏡の計画[17]を表明している。現在最大の光学望遠鏡の口径でさえ 10m(ケック望遠鏡) であり、これを一気に 10 倍にしてしまうという無謀とも思える非常に野心的な計画である。

[11] http://celt.ucolick.org/
[12] Association of Universities for Research in Astronomy
[13] http://www.aura-nio.noao.edu/book/
[14] Assosiation of Canadian Universities for Research in Astronomy
[15] http://www.hia-iha.nrc-cnrc.gc.ca/projects/VLOT_e.html
[16] http://tmt.ucolick.org/
[17] http://www.eso.org/projects/owl/

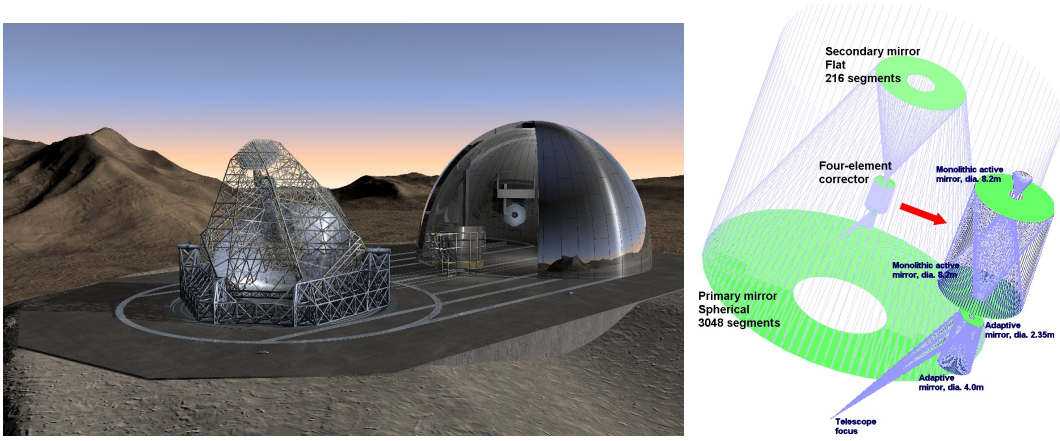


図 4.88: (左) OWL の完成予想図。奥に見えているのがドームである。(右) OWL の光学系

主鏡の 1.6m セグメントだけでも 3048 枚で、副鏡は 25.6m とこれまた巨大な平面鏡となっている。さらに、第 3,4 鏡に 8.2m の一枚鏡を使うなど、合計 6 枚の鏡を用いた光学系となっている (図 4.88 右)。また巨大な望遠鏡構造を支えるために、地面を半球状に掘って望遠鏡はそこに半分埋めこむというこれまでにない形状も特徴的である。主な仕様は表 4.19 に示した。

ただし、開発要素が非常に多く、現実的な建設のみとおしはまだ立っていない。個別の要素技術の検討を優先して行っている。

4.11.4 GMT (Giant Magellan Telescope)

南米・チリのラスカンパナス天文台に 6.5m のマゼラン望遠鏡を 2 台建設したカーネギー天体物理学研究所などのグループは、8.4m の鏡 7 枚を花びら型に並べて有効口径 21m の望遠鏡を建設する大マゼラン望遠鏡計画 (GMT)[18]を提案している。アリゾナ大学のミラーラボが現有する施設で製造可能な最大の単一鏡が 8.4m であることから、それを最大限に活用する、という発想を導入したと思われる。

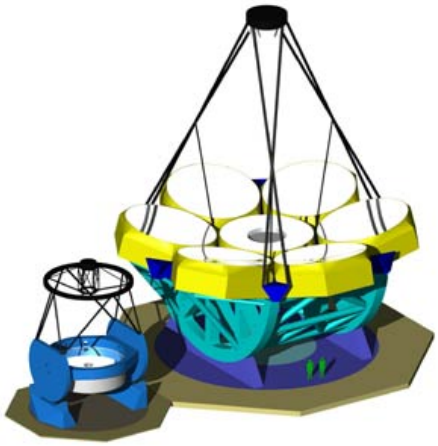


図 4.89: GMT の完成予想図。左側は現在駆動しているマゼラン望遠鏡。

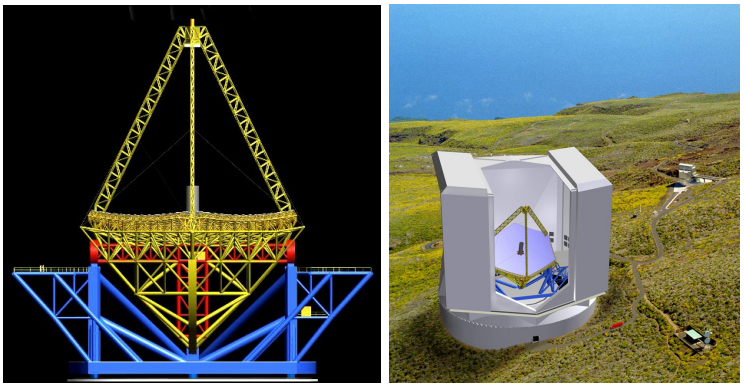


図 4.90: Euro50 の完成予想図。

[18] http://helios.astro.lsa.umich.edu/magellan/

この設計の利点としては、セグメントの数を減らすことによって回折限界像の PSF が非常にきれいになることが挙げられる。これによって、系外惑星の直接検出などが他の望遠鏡に比べて容易に行えるようになると予想される。

さらに、この望遠鏡 2 台をドームごと円形のレール上に搭載して干渉計とする 20/20 構想や、同じ望遠鏡を南極に建設する提案なども行われている。

4.11.5　Euro50

スウェーデンのルンド天文台を中心としたグループが 1995 年頃から ESO の OWL とは独立に検討を進めていたのが Euro50[19]である。これは既存の望遠鏡に近い設計で、カナリア諸島のラパルマ天文台に建設を想定している。

各種技術検討などを精力的に行っているのが特徴で、最終的には OWL との協力関係に移行するのではないかと推測される。

4.11.6　その他

これら以外にも複数の口径 20m を越す大型望遠鏡計画が提案されている。小規模なグループで検討されているものも含めると相当数に上ると見られるが、ここでは現在把握できる限りで簡単にまとめる。

- **HDRT**[20]
  ハワイ大学が CFHT 望遠鏡の次世代望遠鏡として構想しているもの。GMT と同様に大型 (6.5m) のセグメントを 6 枚並べて有効口径 20m 程度とし、PSF をきれいにして系外惑星探査などを行う。

- **FELT**[21]
  米国マクドナルド天文台が計画している、30m 望遠鏡。HET や SALT と同様に高度軸を持たず、構造を簡素化することによって安価に建設することを目標としている。

- **CFGT**
  中国も 30m 望遠鏡構想 (Chinese Future Generation Telescope) を表明している。TMT や JELT と似た構想であるが、主鏡セグメントを扇形にして形状種類を減らす工夫などの提案がある。提案グループは現在 4m シュミット望遠鏡 LAMOST を建設中である。

4.12　国際協力・国際協議

4.12.1　多国間国際協議の場

OECD Global Science Forum　経済協力機構 (OECD : 本部パリ) は、加盟各国とオブザーバー参加国の科学政策担当官と財務担当官の出席を得て、国際協力で進める科学技術政策について意見交換を行うグローバルサイエンス (GSF) を定期的に開催している。2003 年の会議で「天文学における次世代超大型計画」が検討テーマの一つに採択された。このため、2003 年 12 月にミュンヘンで、2004 年 4 月にワシントンで GSF ワークショップが開催され、国際協力の構築のための枠組みつくりについて、意見交換がなされた。天文学はスペースからの観測と地上からの観測の役割分担があり、観測波長も X 線から可視光・赤外線、電波と手法が違うので計画が多様であるが、そのことを財務担当など分野外に理解してもらう必要がある一方、天文学サイドでも

[19] http://www.astro.lu.se/%7Etorben/euro50/
[20] http://www.ifa.hawaii.edu/users/kuhn/hdrt.html
[21] http://www.aura-nio.noao.edu/other/felt/FELT_8Oct2000.ppt
[22] リッチー・クレチアン光学系

項目	TMT		OWL	GMT	Euro50
	CELT 案	GSMT 案			
予算	6 億ドル	5.55 億ドル	10 億ユーロ	-	-
主鏡口径	30m	30m	100m	21.4m	50m
主鏡セグメントサイズ	1m	1.5m	1.6m	8.4m	2m
主鏡セグメント数	1080	400	3048	7	618
主鏡 F 比	1.5	1	1.42	0.7	0.85
副鏡口径	3.956m	2m	25.6m	-	3.84m
副鏡形状	非球面	非球面可変形	平面	非球面可変形	楕円面可変形
光学系	R-C[22]	R-C	6 面光学系	グレゴリアン	グレゴリアン
合成 F 比	15	18.82	-	10	13.11
主鏡-副鏡間距離	39.4m	-	95m	-	46m
波長	0.3-28μm		0.32-12μm	-	0.35-20μm
望遠鏡重量	1356t	1400t	14800t	-	4500t
最低固有振動数	1.58Hz	5.8Hz	2.5Hz	-	2.67Hz
運用開始	2015 年		2021 年	-	2015 年前後

表 4.19: 主な超大型望遠鏡計画の仕様案

その関係と順番などを整理して説明する必要があることが議論された。米国の Decadal Report のような長期ロードマップの必要性が複数の参加者から指摘されたが、その準備は慎重に行う必要がある。これらのワークショップの検討結果を 2004 年 7 月にパリで開催された本会議で報告したが、国際協力の枠組み構築についてさらに情報交換し、検討することとなった。

SPIE セッション　望遠鏡や観測装置技術の国際会議として知られる SPIE は二年ごとに開催されてきた。家は 2000 年のミュンヘン会議、2002 年のハワイ会議、2004 年のグラスゴー会議でそれぞれ観測装置研究会の組織委員長をつとめ、他の組織委員長と全体会議の運営に参加した。この中で 2000 年の会議に次世代超大型望遠鏡に関する研究会の設置を提案し、2000 年の会議では望遠鏡研究会の一セッションとして、次世代超大型望遠鏡構想の複数のグループの検討の状況が初めて、議論された。その後、2002 年、2004 年の会議では次世代超大型望遠鏡専門の研究会が開催され、日本からも検討状況の報告をしている。

IAU 第九委員会　国際天文連合のコミッション九委員会では、次世代の超大型地上光学赤外線望遠鏡構想の実現に向けて、その科学目的を集中的に検討するため、2005 年秋に南アフリカで IAU シンポジウムを開催する準備を進めている。日本からは家がこのシンポジウムの組織委員として参加している。

Backascog 会議　2003 年秋にはスウェーデンにて，EURO50 構想のお披露目を兼ねた次世代超大型望遠鏡に関するワークショップが開催された。この会議には我が国からも六名が参加し、日本の検討状況や開発成果について報告し、各国の研究者との情報交換を行った。

4.12.2 個別グループ間協議の場

OWL 検討会へのオブザーバー参加　欧州グループは 100m 望遠鏡構想の検討をさまざまな形で進めている。特にその科学成果の検討会は 2001 年にはオランダで開催され、宇宙論、近傍銀河、星惑星系の三分科会に分かれて三日間の合宿を行い、次世代超大型望遠鏡で実現できるサイエンスを検討した。この会議には日本から家が参加し、その報告書のとりまとめに寄与した。

GSMT 科学作業班会合へのオブザーバー参加　ハワイ大学天文学研究所長のクドリツキ博士が GSMT サイエンス WG の委員長として、GSMT の推進白書をとりまとめる作業を 2002–2003 年度に行ったが、この間日本の JELT グループから会議へのオブザーバー参加の打診があり、家、唐牛、西村が適宜分担して三回の会議に参加し、情報交換を行った。

CELT グループとの協議　2004 年前半までは日米欧のどのグループも次世代超大型望遠鏡構想の検討は進めてきたものの、建設資金の獲得の目処は全く無い状態であった。手始めに 2003 年度から日米欧で具体的な開発研究のための開発予算の申請を各国政府、民間財団、国際組織などにする動きが活発化した。そのような中で、カリフォルニアの CELT グループがいち早く、ムーア財団という私的財団から開発研究資金の獲得に成功したため、次世代超大型望遠鏡に向けた開発・構想固めが動き始めた感がある。TMT 構想の基本設計の具体化と建設予算の見積もりを 2006、2007 年ごろまでに行う方向で検討が進められている。

4.12.3　国際協力へのスタンスと状況分析

次世代 30m 級望遠鏡計画は、予算規模が 1000 億円レベルとなるため、国際協力の可能性は常に前向きに考えるべきであろう。

主要グループの動向について情報収集に努めているが、各グループとも情勢は極めて流動的である。以下の記述はあくまで現時点での入手情報に基づく分析であることに注意する必要がある。

北米の TMT 構想はムーア財団による R&D 経費の寄付があり、プロジェクト体制が整いつつあり、機運が持ち上がっている。NSF も支援方向には変わりは無いが、その規模などについてコミュニティの意向のまとまりを見ているように見受けられる。四者合意を経て、プロジェクト室では概念設計に着手しており、2007 年度からの建設開始を目ざして活動を強化し始めている。我が国が参加するかどうかの検討を行うとすれば、時間的余裕は大きくないように思われる。

欧州は欧州南天天文台 (ESO) が検討してきた野心的な 100 m OWL 構想を軸にしているが、建設予算について新たな枠組みが早急に構築されない場合は、ALMA 計画の峠を越えた後に本格的な取り組みを行うことになるであろう。R&D については EU からの資金獲得により着手される状況になった。全体構想としては、北米の TMT 構想との融合を積極的に追求するよりは、TMT より後になってもより大型の次世代望遠鏡を欧州主導で実現したいという声が強いように見受けられる。だが、スウェーデンのグループを中心に検討を進めてきたより現実的と思われる 50m Euro50 構想との整理や、OWL のサイズ最適化の動きもあり、今後の情勢次第で大きな方向転換があり得ると思われる。

中国は現在主要グループが 4m シュミット望遠鏡 LAMOST の建設に取り組んでいる状況の中で 30m CFGT 構想を打ち出しているが、予算規模や LAMOST の成否が見えない段階での本格的取り組みは困難なように思われる。韓国は独自の 8m 級望遠鏡構想などを検討中のようであり、いますぐ 30m 級望遠鏡構想に参画するという状況では無いように思われる。しかしながら、東アジア天文学シンポジウムなどを通じて日韓中台の連携の重要性について機運が高まりつつあり、アジアにおける連携の可能性も有力な一案として検討を続ける必要があろう。

4.13　建設地

4.13.1　サイト選定の重要性

望遠鏡を生かすも殺すも設置場所次第である。地球上で観測する限り、観測性能は地球大気の影響を強く受ける。望遠鏡の解像力は大気揺らぎの強さで決まり、背景光の強さは赤外線波長域では水蒸気量と気温に大きく左右される。解像力は補償光学系を使えば改善されるが、それも元々の大気揺らぎが小さければそれだけ良い性能が発揮できる。どんなに良い性能の望遠鏡を製作しても、設置場所が悪ければその性能を全く無駄にし

表 4.20: 天文台サイトとして考慮すべき主な項目

・ 夜間晴天率	・ 地上風速
・ シーイング	・ 風速・風向の変動
・ 可降水量	・ 地震
・ 大気揺らぎの高度分布	・ 気温の日・年較差
・ 大気揺らぎの時間スペクトル	・ インフラストラクチャー (道路、電力等)
・ 大気揺らぎの空間スペクトル	・ 地域住民・政府との協力関係
・ 赤外背景光	・ 紛争地域
・ 夜光・オーロラ	・ 航空機の経路 (将来に渡って)
・ 観測可能天域・期間	・ 周辺の開発状況
・ 砂塵・エアロゾル	・

てしまうことになる。また、一旦望遠鏡を建設すると、 (特に大望遠鏡の場合) それを移動することは困難なので、望遠鏡の設置場所の選定は極めて重要である。

4.13.2 サイトが満たすべき条件

天文台サイトとして考慮すべき項目を表 4.20 にまとめた。夜間の晴天率及びシーイング (長時間露出した時の星像直径) が良いことはもちろんだが、補償光学が常識的に使用される大望遠鏡では、それだけでなく、大気揺らぎ (屈折率揺らぎ ≈ 温度揺らぎ) が起きている層の高度分布、揺らぎの速さ、揺らぎの空間スペクトル (特に低空間周波数側) が重要である。層の高度分布は補償光学で補正できる視野の広さに影響し、揺らぎの速さと低周波数側のスペクトルは、補償光学の設計の難しさ (制御の速さと補償量) に大きく影響する。良いサイトは、揺らぎが全体的に弱く、出来るだ低高度に分布し、揺らぎの変動速度が遅く、低空間周波数成分が小さい場所である。また、これらの条件が時間変動しないことも、望遠鏡の設計上重要となる。

赤外線観測の場合、上記の星像だけでなく背景光の明るさが暗いことと、大気による吸収が少ないことが大切である。波長 1.6μm までは OH 分子の発光、それより長波長では大気自体の熱放射が背景光の主成分である。したがって大気の厚さが薄く (高地) 、気温が低い所ほど良いサイトと言える。大気の吸収は水蒸気によるものが支配的であるが、これも高地で低温の場所ほど水蒸気量が少ない。そのほかに CO_2、CO、O_3 などが赤外線域での吸収分子である。可視光域では背景光として、大気の夜光のほかに、都市の人工光や極域ではオーロラを考慮しなければならない。

空の状態だけでなく地上の条件も、望遠鏡・観測装置には重要である。地上の風速が弱く、風向・風速の変動が少ないことは、大望遠鏡の構造設計の難しさを緩和する。また大きな地震が少ない事も、構造設計上重要である。気温の日変化・季節変化が少ないことは機器の調整を容易にする。

上記の自然条件の他に、人の活動に関わることも実際に建設を進めるうえで十分考慮する必要がある。リモート観測所にするとしても、定常的にある程度の人間が保守・改良の為のアクセス手段を確保できなければならない。また、建設地域の住民、政府と協力的な関係が築けるか、紛争地域ではないか等も、将来の拡張や安全にとって大切なことである。航空機の飛行経路に当たっていないか (将来も含めて) 、鉱山等の開発予定が近くにないか (粉塵、都市の発展による光害等) など、あらゆる周辺情報を収集することが必要である。

4.13.3　サイトの評価方法

サイトを評価するには、十分な気象統計が必要である。そのため先ず人工衛星の過去のデータを利用して、晴天率、上空の風、水蒸気量等の分布を求め、地球上で優れたサイトを選び出すことが行われている。しかし衛星のデータを気象量に変換する際の不定性が入るため、実際の候補地でのモニターが必要不可欠となる。

- **晴天率**

  気象衛星のデータから、全世界から晴天率の良い場所を選定できる。候補地を選定したら、現地での可視/赤外線雲モニターでの地上からの実測が必要。

- **可降水量**

  1μm 付近の水蒸気の吸収や、サブミリ波での大気の光学的厚さから換算する方法が一般的。可降水量が 1mm を切るような場合は後者の方が正確。GPS を利用した方法もある。

- **シーイング、大気揺らぎの高度分布・スペクトル**

  大気全層を通して見た場合のシーイングは Differential Image Motion Monitor (DIMM) で測定する。地表近くの乱流は揺らぎの大きな成分なので、DIMM での測定は出来るなら望遠鏡建設時の高さで行うのが望ましい。同じ場所でも地表からの高さが 2–3m 違うだけで測定結果は大きく変わる。従って DIMM だけの測定ではサイト間の比較は難しい。接地層の影響を同時に測定することが必要である。

  揺らぎの高度分布が測定できれば、サイト間の比較はより正確になる。そのためには星のシンチレーション (明るさ揺らぎ) を利用した SCIDAR, MASS 、音波の散乱を利用した SODAR あるいはバルーンによる直接測定を行う。SCIDAR は 2 重星を光源に使用するため、観測方向、時間が制限され、また高度 10km 程度の乱流層を測定するためには口径 1m 程度の望遠鏡が必要なため、測定は簡便ではない (最近では単独星を使った SCIDAR も考案されている) 。MASS は小型で簡便なため、インフラの整っていない現地調査に有効であるが、低空の乱流に対して感度が低い。揺らぎの大きな成分である大気境界層を測定するためには、SODAR 等を併用する必要がある。SODAR も高さ 30m 程度より低空は不感帯なので、タワーに微熱乱流計等を設置して地表近傍の乱流を測定する。

  乱流のスペクトルを測定するのは容易ではないので、補償光学の設計に重要な影響を与える次の 2 つのパラメーターをスペクトルの形を仮定して求めることが、一般に行われている。一つは大気揺らぎの変動の早さのスケール (coherence time) で、星のシンチレーションの大きさから測定する。もうひとつはコルモゴロフの 2/3 乗則が崩れる低周波数側の空間スケール (wavefront outer scale) で、複数の基線長で測定した星の動きから推定する。

  また、乱流スペクトルの評価の上ではいわゆる outer scale を測る工夫の開発も必要であろう。

  サイト間の比較を正しく行うためには、これらの測定装置の較正をしっかり行っておく必要がある。

4.13.4　天文台建設に適した地域

既存の 8–10m クラス望遠鏡の建設地や現在建設予定中のサイトは、次の 2 つのカテゴリーに分類される。

(1) 海洋中の孤立峰 (ハワイ・マウナケア、カナリー諸島ラ・パルマなど)

(2) 大陸西海岸の沿岸沙漠近くの高地 (チリ・アタカマ、セロ・パラナルなど)

最近になって南極の高地の調査が行われ始め、上記地域と同程度かそれより優れていることが報告されている。また Maidanak (ウズベキスタン) のように、大陸内部でも良いサイトがある可能性が示されている。

図 4.91: (左) : ALMA サイト (中央の平原) と左に見えているのがチャナントール山 (カラー 12 ページ) (右) : 南極ドーム C [24]

- **マウナ・ケア**　10 台以上の望遠鏡が稼動している、現在の天文観測の中心地の一つである。典型的な海洋中の孤立峰である。標高が 4100m 以上あり、気温逆転層 (約 2000m) より十分上に位置するため、海洋上にあっても水蒸気量が少ない。晴天率はチリよりは劣る。インフラは十分に整備されているが、観測条件の良い稜線上はすでに望遠鏡が立ち並び、空き地は限られている。また自然環境保護の立場から新規の構造物の建設や、既存の施設の変更には制限がかけられている。

- **チリ**　チリ中・北部は中緯度高圧帯に位置し、また沿岸を寒流が流れているため乾燥した地域が広がっている。アンデス山脈の海岸側は標高も比較的高く、乾燥しているため ラ・シジャ、パラナル山、アタカマ等、マウナケアと並ぶもう一つの天文観測の中心地を形成している。

  アタカマのチャナントール地域は標高 5000m 近くの平坦の土地が広がっており、北米・ヨーロッパ・日本の国際協力による電波天文台 ALMA(Atacama Large Millimeter/submillimeter Array) の建設がはじまっている。そのためこの地域のインフラは十分に整備される予定である。ALMA は平坦地に設置されるが、この地域には標高 5500m を越すピークがいくつかあり、その中のチャナントール山 (標高 5700m) は東京大学が 6.5m 望遠鏡の建設候補地として調査を進めている。まだデータは少ないが、マウナケアと同等かそれより良いシーイングが期待できる結果が得られている。ボリビア側に近いためパラナル山に比べて晴天率が少し落ちるようであるが、引き続き調査が必要である。

- **アメリカ南西部およびメキシコ北部**　この地域もチリと同様の理由で乾燥している。CELT のグループはマウナケア、チリ北部のほかにこの地域を候補地として検討している。また UNAM (メキシコ 6.5m) もメキシコ北部のサン・ペドロ・マルチルを候補地として調査している。

- **ラ・パルマ**　アフリカ・モロッコ沖のカナリー諸島にあるラ・パルマは、マウナ・ケアと同様に海洋上の孤立峰である。標高は 2400m と低いが気温逆転層 (1500m) の上に出ているため、比較的水蒸気量は少ない。現在 GTC(Gran Telescopio Canarias, 10m セグメント鏡) が建設中である。サハラ砂漠に近いため、特に夏季にダストの影響を受ける (ダストは上空 3000m 程度まで巻き上げられる) 。

- **ウズベキスタン南東部**　パミール、アルタイ山脈西端に位置し、1960 年代から天文台が設置されている。1990 年代後半にシーイングが再評価され、良いサイトとされる上記カテゴリーに属さない内陸でも、良いサイトがあることが広く知られるようになった。大気揺らぎがゆっくりしている (他の主要サイトの 2–4 倍) のが特徴的で、補償光学にとっては非常に有利である。

- **南極**　南極点は気温が極めて低いため大気が非常に乾燥しており、10 年以上前から赤外・サブミリ波の望遠鏡が設置され運用されている。しかしシーイングは悪いため、空間分解能を必要とする大望遠鏡には向いていない。ドーム C (東経 123°21′, 南緯 75°06′) はフランス、イタリアが共同で開拓しているサイトで、オーストラリアのグループがこれに協力している。標高 3280m で水蒸気量は非常に少ない。

[24] http://www.phys.unsw.edu.au/t̃onyt/Domec/farview2.html より

図 4.92: チベット、Oma 付近 (4460m) (カラー 12 ページ)

また南極の高地は下降気流の中にあり、晴天率は高く降雪量も少ない (10cm/年程度) 。冬季のシーイングの測定も開始され、まだデータが少ないものの 0.″3 を切る値が得られており、世界で最も観測条件の良いサイトである可能性がある。また、大気揺らぎを起す層が低空にあり、isoplanatic angle が大きく coherence time が長い。継続して調査が必要である。南極ではオーロラが背景光の原因となりうるが、ドーム C は現在の南磁極に近いためオーロラの出現頻度は少ない。

ドーム C は岩盤が露出していないため、建設物は全て厚い氷床の上に建てなければならない。他の地域と違い、建物の沈下、移動等、南極特有の問題に対処する必要がある。また南極では観測可能な天域が南天に限られる事と、白夜で夏季は太陽が沈まないことも考慮する必要がある。目的を絞る必要がある。ドーム C へは飛行機でのアクセスが可能である。2005 年の冬からは越冬も可能となる予定である。

日本はドーム C より標高の高いところにあるドームふじ (東経 39°42′, 南緯 77°19′, 標高 3810 m) を運用しており、既に 9 年越冬している。ドーム C と同等かそれより良い可能性がある。但しドームふじはドーム C よりオーロラ帯に近いため、特に可視光では背景光の問題があると思われる。

- **その他の地域**　中国は国内で最良のサイトを選定する調査をはじめており、特に西チベットに着目している。日本もこの調査に協力している。チベット西部は標高 4000m 以上の高原が広がり、水蒸気量も比較的少ない。モンスーンの影響を受けるが、衛星のデータからは晴天率もインドのハンレ (晴天率 70%程度) と同等以上であることがわかっている。パミール、カラコルムによる乱流が問題となるが、良いサイトの可能性があるので今後の調査が必要である。

  南極と同様の気象条件が期待できる場所として、グリーンランド氷床がある。標高は北部で 2000m 中央部で 3000m ある。南に行くほどオーロラの影響を受け易くなる。未調査の地域である。

サイト調査は時間と費用のかかる作業である。調査グループ間の国際的な協力が必要不可欠である。また、サイト調査の方法はグループ間で同じではなく、お互いの装置の較正が十分行われていないのが現状である。サイトの比較のためには、統一された「標準的」な手法の確立が必要と考える。

Site	Altitude (m)	Seeing (″)	Precipitable Water Vapor (mm)	Wind speed (地表, m/s)	Isoplanatic angle (″)	Coherence time (ms)	Outer scale (m)	References
ドーム-C[1]	3280	0.27	0.64	3.5	5.7	7.9	–	[3, 5, 15]
マウナケア [2]	4180	0.5–0.7	1.7–3.0	5	1.9	2.7	(10–80)	[3, 6, 7, 15]
サン・ペドロ・マルチル [3]	2830	0.59	2.4	5.3	1.6	6.5	27	[3, 12]
Maidanak[4]	2600	0.69	–	2	2.30–2.48	12	25.9	[8]
アタカマ [5]	5000–5700	(0.7)	1–2	7	–	–	–	[9, 10, 15]
ラ・パルマ [6]	2400	0.76	3.4	2.8	1.3	6.6	≈15	[3, 13, 14]
パラナル [5]	2640	0.66→ 0.82	3.1	6.6	1.9–2.6	2.4–5.2	22	[15]
パッチョン [5]	2725	0.83	–	–	2.1–2.8	4.8–5.4	36	[16]
ラ・シジャ[5]	2347	0.89	–	4.6	1.26	–	25	[12]
サザーランド [7]	1798	0.92	–	8	–	–	–	[11]
ハンレ [8]	4500	< 1.0	< 2(Oct.–Apr.)	2.2 (夜間)	–	–	–	[18]
南極点 [1]	2835	1.8	0.25–0.47	4.5	3.2	1.6	–	[3, 5, 17]

1: 南極、 2: ハワイ (米国)、 3: バハ・カリフォルニア (メキシコ)、 4: ウズベキスタン、5: チリ、 6: カナリア諸島 (スペイン)、 7: 南アメリカ 8: 西ヒマラヤ北部 (インド)

表 4.21: 天文サイトのシーイング比較。サイトごとに必ずしも測定方法が同じではないので、比較の際には注意が必要である。

4.14　光干渉計と単一望遠鏡の役割

干渉計とは、複数の望遠鏡で受けた電磁波を干渉させて高分解能画像を合成するシステムである。

4.14.1　光干渉計と巨大望遠鏡で得られる観測能力

感度 (口径) vs 解像力 (最大鏡面間隔) における位置づけ (図 4.93)

- **単一巨大望遠鏡 / 感度優先 (20m 以上の望遠鏡)**
  非常に暗い天体が多い深宇宙の探査や、高分散分光など、光子数の限界に挑む観測には、単一望遠鏡で口径が大きくできる限り、干渉計にせず単一望遠鏡のままが有利であり、安価でもある。電波では、SKA のようなものが相当する。

- **巨大望遠鏡 2 台の干渉計 / 感度も角度分解能も追求 (21m 望遠鏡を使用 : GMT20/20)**
  GMT20/20(4.11.4 章) しか計画が提案されていない、感度と角度分解能を両方上げる考え方。2 つの巨大望遠鏡を 1 つの補償光学のようにして動かす。単一望遠鏡の口径が限界に達したのちは、この方法が有力な手段の一つである。電波では望遠鏡数が多いが ALMA あたりに相当する。

- **大望遠鏡での干渉計 / 角度分解能優先でやや感度も (3m-10m の望遠鏡を使用)**
  現時点では、VLTI(8m 望遠鏡 4 台 120m 基線) とケック干渉計 (10m 望遠鏡 2 台 85m 基線) のみだが、AGN の観測が可能になってきた。また、OHANA 計画 (マウナケア山頂の CFHT 3.2m、ケック I&II 10m×2, Subaru 8.2m, Gemini 8m, IRTF 3.6m の最長 800m 基線を光ファイバーで結合) もある。電波では野辺山の Rainbow 干渉計あたりに相当する。感度が限界まで深く引き上げられた光干渉計 (レーザーガイド星＋補償光学並みに制御を行い積分観測可能なもの) はまだ存在しない。

- **小望遠鏡での干渉計 / 角度分解能優先 (2m 以下の望遠鏡を使用)**
  明るい天体 (恒星) のみをターゲットとし、角度分解能確保と予算圧縮早期実現している。電波では VLBI

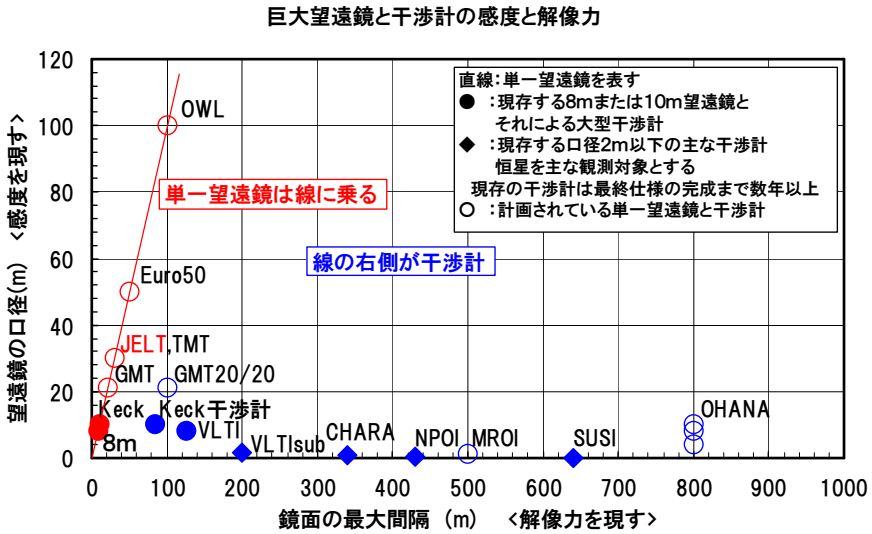


図 4.93: 大望遠鏡と光干渉計の現在と今後の計画 (感度 vs 解像力) 。単一巨大望遠鏡は鏡面を密につめた状態で総鏡面積を増やす計画であり、光干渉計は総面積はともかく鏡面の最大間隔 (基線) を広げる計画である。天文学的な要求と予算的・技術的な実現可能性とで折り合いのつく方向へ進む。深宇宙探査など検出光子数の限界に挑む観測には JELT,TMT,Euro50,OWL などの単一望遠鏡が、感度と分解能を両方上げるには GMT20/20 が、やや明るい天体の超高角度分解能観測にはケック,VLTI,OHANA などの干渉計が、目玉的な計画と言える。

に相当すると考えると良い。主なものは、CHARA(1m6 台 320m 基線), NPOI(50cm6 台 430m 基線), MROI(1.4m10 台 500m 基線), SUSI(20cm11 台 640m 基線)。それぞれ最終完成に数年はかかる。

単一望遠鏡と干渉計の S/N 比較 (図 4.95)

算出方法 (図 4.94、表 4.22, 4.23) 単一望遠鏡では、開口を通過したすべての電磁波が焦点面に到達して干渉し、像が形成される。光干渉計も将来的には、補償光学のように全望遠鏡のからの波面を制御して同一焦点に集めて干渉させ、像面で開口合成をすることができるようになる。その際まんべんなく理想的なフーリエ成分のサンプリングがなされ、開口合成された PSF のコアができて裾野が滑らかにつぶれた状態になるとして、点光源の PSF(Resolution) コアへの光量と背景光の揺らぎの比が、口径や望遠鏡数・基線とともにどう変わるか相対的に評価した (干渉計の場合 PSF コア以外の場所の光子も利用すべきだが、それは入っていない) 。また、スループットなど、その他の細かい条件ははすべて同一とみなしている。

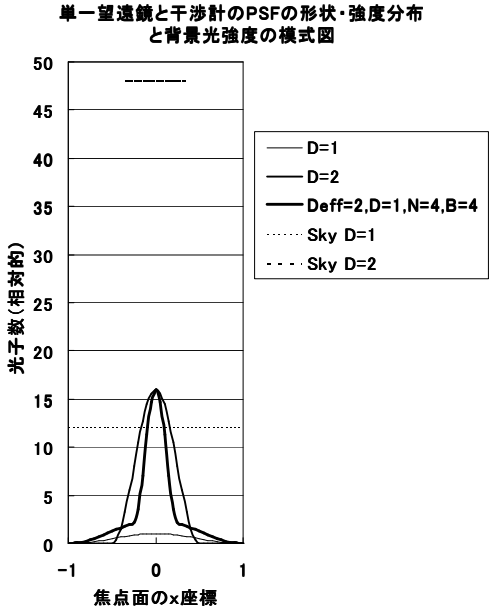


図 4.94: 単一望遠鏡と干渉計の PSF の形状と強度分布、背景光の強度

単一望遠鏡の解釈 角度分解能は、口径の 1 乗に比例して上がる。ピーク強度は口径の 4 乗に比例するが、分解能面積が口径の 2 乗に反比例するため、その分解能内に星の総光子数が口径の 2 乗に比例して集中する。単位面積当たりの背景光は口径の 2 乗に比例するが点像の広がる面積内の背景光は口径の 0 乗に比例する。揺らぎも 0 乗のままである。結果的に、単一望遠鏡は鏡面が密に詰まっているため焦点面での光子が集中し、点光源には口径の 2 乗に比例して感度が上がる。

光干渉計の解釈 角度分解能は最長基線の 1 乗に比例して上がる。ピーク強度は総面積の 2 乗 (実質口径の 4 乗 = 口径の 4 乗と望遠鏡数の 2 乗) に比例するが、分解能面積が基線長の 2 乗に反比例するため、その分解能の星の光子数は実質口径の 4 乗に比例し基線の 2 乗に反比例する。分解能面積内の背景光は実質口径の 2 乗に比例し基線の 2 乗に反比例する。揺らぎは 1 乗ずつとなる。鏡面がまばらになるため光子が焦点面で分散する影響が出ると (等価的に) 考えてよく、光干渉計は複数の望遠鏡を離した距離に比例して角度分解能が容易に上がるが、結果として、実質口径の 3 乗に比例し基線長の 1 乗に反比例し、同じ鏡面総面積を持つ単一望遠鏡に比べて感度が下がる。感度を犠牲にして超高角度分解能観測を行うのが光干渉計であることがわかる。

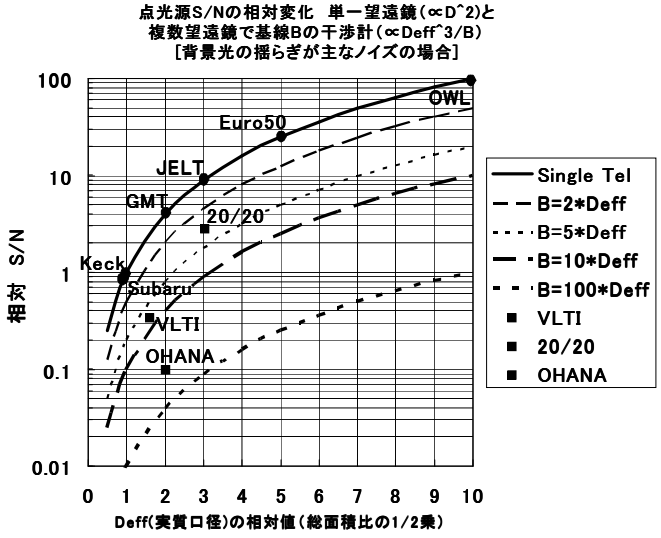


図 4.95: 単一望遠鏡と干渉計の S/N 比較

単一望遠鏡と光干渉計の S/N の算出	単一望遠鏡	光干渉計	(コメント)
焦点上での小さい固定サイズピクセルから算出			
PSF のピーク強度	D^4	$D^4_{\rm eff}$	信号強度
背景光の強度/単位面積	D^2	$D^2_{\rm eff}$	
背景光の強度/単位面積 の揺らぎ	D^1	$D^1_{\rm eff}$	ノイズ
各ピクセルでの S/N	D^3	$D^3_{\rm eff}$	
PSF コアが広がるピクセル数	D^{-2}	B^{-2}	
ピクセル数による S/N 向上率	D^{-1}	B^{-1}	PSF コア内を合算
PSF コア内の光子による S/N	D^2	$D^3_{\rm eff}B^{-1}$	
焦点上での PSF コア分解能単位で算出			
星からの総光子数	D^2	$D^4_{\rm eff}B^{-2}$	PSF コア内の信号強度
背景光の強度/単位面積	D^2	$D^2_{\rm eff}$	
PSF が広がるピクセル数	D^{-2}	B^{-2}	
PSF コア内の背景光	D^0	$D^2_{\rm eff}B^{-2}$	
PSF コア内の背景光 の揺らぎ	D^0	$D^1_{\rm eff}B^{-1}$	ノイズ
PSF 内の光子による S/N	D^2	$D^3_{\rm eff}B^{-1}$	

D : 口径, X : 望遠鏡の数, B : 最大基線長, $D^2_{\rm eff} = XD^2$, PSF : 点光源の焦点上での強度分布を現す関数

表 4.22: 単一望遠鏡と干渉計の S/N 比較

	Subaru (8.2m)	Keck (10m)	GMT (21m)	JELT (30m)	Euro50 (50m)	OWL (100m)	VLTI (8m×4)	GMT20/20 (20m×2)
D	0.8	1	2.1	3	5	10	0.8	21
X	1	1	1	1	1	1	4	2
Deff	0.8	1	2.1	3	5	10	1.6	3.0
B	0.8	1	2.1	3	5	10	12	10
S/N	0.64	1	4.4	9	25	100	0.34	2.8

表 4.23: 単一望遠鏡と光干渉計の S/N のパラメーター例 (10m 望遠鏡を 1 とする)。

分解能が上がると PSF コア外の光子が総光子数の多くを含むようになるので、それを考慮に入れれば依存性が若干好転すると思われる。

- **単一望遠鏡の** $S/N \propto D^2$
- **光干渉計の** $S/N \propto D^3_{\rm eff}/B$ (限界分解能の PSF コア内の強度だけで評価した場合)

単一望遠鏡と干渉計の共通限界

光干渉計は巨大望遠鏡における補償光学とよく似ており、大気揺らぎの測定と補正を必要とする。つまり、ミリ秒オーダーでの波面や干渉縞計測と制御、波面計測ができる明るさの (レーザー) ガイド星と、望遠鏡の

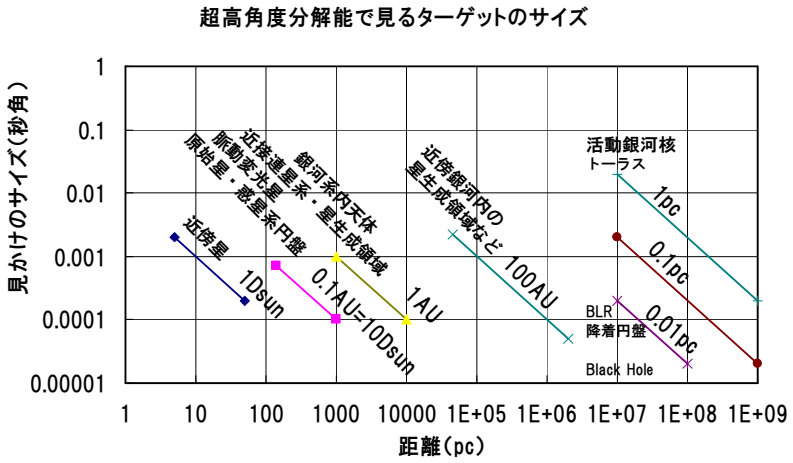


図 4.96: 光赤外干渉計による超高角度分解能観測のターゲット

指向や干渉縞検出ができる自然ガイド星の確保である。また、高い分解能で観測できる視野は AO またはそれより厳しく制限され、多層 AO と同じとして 2μm 帯で 2 分角程度の視野しか確保できない。

4.14.2 光赤外干渉計による超高角度分解能観測のターゲット (図 4.96)

- **天文学上の主な課題との関連**　光干渉計では、以下の 6 項目のうち、**2, 5, 6** に関わる。
  1. 「宇宙の暗黒エネルギーと暗黒物質の解明」
  2. **「セントラルエンジンパラダイムの検証と巨大ブラックホール形成史の解明」**
  3. 「宇宙初期から現在までの銀河宇宙の歴史を具に描く時代絵巻の構築」
  4. 「恒星分離に基づく銀河の形成と進化の解明」
  5. **「銀河の進化と元素の起源の解明に向けた恒星進化の素過程の解明」**
  6. **「系外惑星系を含めた一般的な惑星系の構造と起源の解明、ならびに惑星進化としての生命の起源の解明」**

- **恒星物理**　恒星表面や恒星周辺を分解することによる精密な恒星物理学が進展する
  恒星内部・進化理論の検証 直径、有効温度、光度、距離、等の恒星基本パラメーターの精密化
  恒星大気モデルの検証 周辺減光、高速自転による扁平、重力減光、黒点、明るい斑点、分子斑点、
  広がった分子大気、分子の生成、AGB 星、Be 星などの質量放出現象、ダストの生成、
  脈動変光星の変化する直径・距離の決定、脈動理論の検証
  分光連星の軌道・距離・質量の決定、進化理論の検証、連星などの質量降着・高エネルギー天体の核

- **星・惑星形成**　0.1AU (=100pc×1/1000 秒角) の分解能で見る星・惑星生成領域
  ダスト円盤 表面温度、厚み、降着率、内縁半径、磁場との相互作用、惑星形成過程
  中心星 T Tau 星の進化理論の検証
  近傍銀河内の星生成領域

- **AGN**　0.5pc (=100Mpc×1/1000 秒角) の分解能で見る AGN 中心領域
  BLR(広輝線領域) の構造、ダストトーラスの撮像

- **太陽系外の惑星の検出**　干渉計やナリングコロナグラフによって中心星の光を減らし、惑星を検出する
  高分解能ではないが、光の干渉する性質を使う

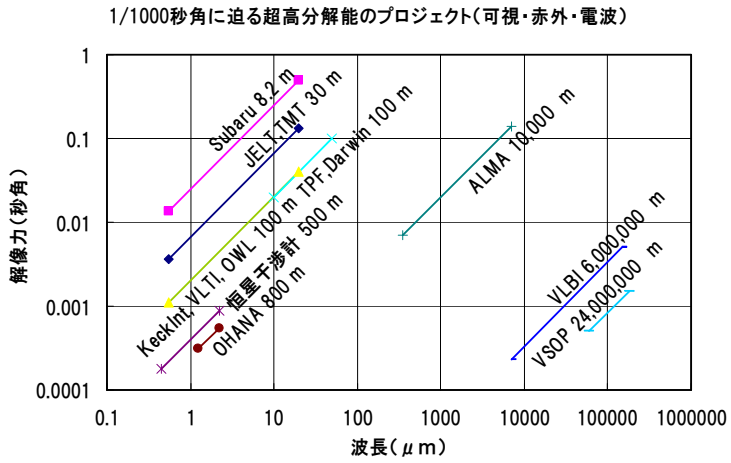


図 4.97: 可視・赤外・電波の超高角度分解能プロジェクト : 光赤外干渉計や電波 VLBI が 1/1000 秒角以下を狙う

	0.5μm	2μm	20μm	0.35mm(850GHz)	7mm(115GHz)	6cm(5GHz)
分解能	可視光	近赤外	中間遠赤外	サブミリ波	ミリ波	センチ波
1”	0.1m	0.4m	4m	70m	1.4km	12km
0.1”	1m	4m	40m	700m	14km	120km
0.01”	10m	40m	400m	7km	140km	1200km
0.001”	100m	400m	4km	70km	1400km	12000km

表 4.24: 1 秒角 ~1/1000 秒角の分解能に必要となる望遠鏡の口径・干渉計の基線長

4.14.3　可視・赤外・電波の超高角度分解能プロジェクト (図 4.97)

- 光赤外干渉計や電波 VLBI で、限定的なターゲットが 1/1000 秒角以下の分解能の観測にかかる。

必要な望遠鏡の大きさ

- 角度分解能 (ラジアン) ＝波長/最大鏡面間隔
- 最大鏡面間隔＝単一望遠鏡の場合は望遠鏡の口径、干渉計の場合は最大望遠鏡間距離 (基線長)
- 1/1000 秒角の角度分解能に必要な最大鏡面間隔
  可視域で 100m、近赤外で 400m、サブミリ波で 70km、センチ波で 12000km。

可視赤外線領域と電波領域の違い

- 電波領域の干渉計
  波長が長く角度分解能を得るために必要性が高い、技術的に容易で 1950 年代から発展、
  現在の主力望遠鏡は ALMA のように干渉計、VLBI 技術で地球規模の基線長がとれる
  各波長域で技術的な上限に近い大きな口径のアンテナを使用している

- 光赤外域の干渉計
  1990 年以降、安価で早期実現できる小望遠鏡 (10cm~1.8m) による干渉計が発達中
  0.01 秒程度の速い大気揺らぎのため速い読み出しが必要
  現在のところ明るい恒星が主なターゲット
  ケック干渉計 (10m 望遠鏡 2 台) と、VLTI(8m 望遠鏡 4 台) では、最も明るい AGN が観測可能
  技術的上限に近い口径の望遠鏡は高価で、干渉計に多数使用できず単独使用と格差が生じる
  将来、補償光学のように揺らぎを完全にロックして長時間積分をかけられれば限界は深くなる

- 共通点
  基線長に対して口径が小さい場合 (小口径の光干渉計と電波 VLBI) は、分解能は高いが感度が低い

4.14.4 将来の光干渉計への注目

- 技術・予算と見合う適時のたびにブレークスルーが発生。常に準備状態でいる努力が必要。
- GMT 20/20 がスタートするかどうかがキーになる。
- 現在は、太陽系外の地球型惑星検出の方向の開発が活発。スペースに注目。

4.15　まとめ

国立天文台 は 2004 年 4 月に自然科学研究機構を構成する一研究所として新規発足した。地上大型望遠鏡 WG は国内の望遠鏡関連新技術のサーベイを行い、次世代望遠鏡実現に有用な技術となりうる新概念、新技術の実用化可能性の検証を開始している。このうちのいくつかの技術が実用化されると超大型望遠鏡の建設を価格と工期の両面から現実的なものにしていく上で大きなステップとなると期待している。

具体的な開発項目としては

1. 非球面三枚を用いる無収差平坦像面広視野新光学系の検討
2. セグメント鏡素材として日本発の新素材であるゼロ膨張セラミック (ZPF) および防湿型炭素繊維強化プラスチックの試作開発
3. 超高精度研削加工装置によるセグメント鏡の研削工程大幅短縮の研究
4. セグメント調整用新型駆動アクチュエータの試作開発
5. レーザーガイド星生成システム用和周波全固体レーザーの開発

などに取り組み始めている。WG ではこれらを総合して口径 30m JELT 構想を独自にとりまとめたが、計画規模が壮大であることに鑑み、次世代超大型望遠鏡構想の実現を国際協力の枠組みで推進することについても、十分念頭に置きながら推進に向け関係各方面のご支援を御願いするところである。

4.16　謝辞

本章をまとめるにあたり、特に下記の方々にご協力を頂いた。

国立天文台大坪政司氏、三ツ井健司氏、佐々木五郎氏、早野裕氏、斉藤嘉彦氏、名古屋大学佐藤修二教授、木野勝氏、福村香織氏、理化学研究所大森整氏、和田智之氏、斉藤徳人氏、メガオプト社赤川和之氏、山形工業技術センター田中善衛氏、金田亮氏、渡部光孝氏、三菱電機通信機製作所伊藤昇氏、大島丈二氏、太平洋セメント社石井守氏、日本セラテック社森山司郎氏、ナガセインテグレックス社山口政男氏である。

本章の執筆者一覧、担当

氏名	所属	主な担当章節
家 正則	国立天文台光赤外研究部	§ 4.2-4.5, § 4.8, § 4.10–4.12 § 4.15–4.16
土居 守	東京大学天文学教育研究センター	§ 4.1
本原 顕太郎	東京大学天文学教育研究センター	§ 4.1, § 4.11
成相 恭二	明星大学	§ 4.3
木村 仁彦	京都大学理学部物理学教室	§ 4.4
栗田 光樹夫	名古屋大学理学部物理学教室	§ 4.4, § 4.5, § 4.9
岩室 英史	京都大学理学部物理学教室	§ 4.4, § 4.7
臼田 知史	国立天文台ハワイ観測所	§ 4.3
佐々木 敏由紀	国立天文台ハワイ観測所	§ 4.6
青木 和光	国立天文台光赤外研究部	§ 4.7
片ざ 宏一	宇宙航空研究開発機構	§ 4.7
川端 弘治	広島大学理学部	§ 4.7
山下 卓也	国立天文台ハワイ観測所	§ 4.7
宮崎 聡	国立天文台ハワイ観測所	§ 4.7
安藤 裕康	国立天文台光赤外研究部	§ 4.9
高遠 徳尚	国立天文台ハワイ観測所	§ 4.13
高見 英樹	国立天文台ハワイ観測所	§ 4.8
西川 淳	国立天文台光赤外研究部	§ 4.14

参考文献

[1] 「大型光学赤外線望遠鏡計画説明書」、1989 年 9 月、国立天文台

[2] Nariai and Iye 2005, PASJ, in press.

[3] Lawrence, J. et al. 2004, SPIE 5489-84

[4] 「The Design and Construction of Large Optical Telescope」、 Springer 出版

[5] Aristidi et al. 2004, "Dome C Astronomy/Astrophysics Meeting," CESR, Toulouse

[6] Miyashita, A. et al. 2004, SPIE 5489-88

[7] Takato, N. et al. 1995. JOSA A, 12, 958–963

[8] Ehgamberdiev, S. A. et al. 2000, A&Ap Suppl., 145, 293–304

[9] Giovanelli, R. et al. 2001, PASP 113, 789

[10] Uraguchi, F. et al. 2004, SPIE 5489-89

[11] Erasums 2000, South African Journal of Science 96,1–8
(http://www.astro.caltech.edu/ẽrasmus/Projects/SALTsite/saaoproj.htm)

[12] Avila, R. et al. 2003, RevMexAA, 19, 121–124.
(http://www.astroscu.unam.mx/rmaa/ RMxAC..19/PDF/RMxAC..19resumen.pdf)

[13] (http://www.ing.iac.es/Astronomy/development/hap/haphomepage.htm)

[14] (http://www.iac.es/proyect/CCam/IR_Sky/IR_Sky2.html)

[15] (http://www.eso.org/gen--fac/pubs/astclim/)

[16] (http://www.gemini.edu/sciops/instruments/adaptiveOptics/Seeing.html)

[17] (http://www.atnf.csiro.au/pasa/16_2/valenziano/paper/node4.html)

[18] (http://crest.ernet.in/iia/iao/site.html)

第5章　次世代赤外線天文衛星 SPICA

ASTRO-F に続く次世代の赤外線天文衛星として SPICA (Space Infrared Telescope for Cosmology and Astrophysics) を提案する。SPICA には、口径 3.5 m という大口径望遠鏡を極低温まで冷却して搭載し、中間 ~ 遠赤外線領域において感度と空間分解能とを画期的に向上させることを目指す。これにより、原始銀河の検出、太陽系外の惑星の直接検出など、天文学における重要課題に挑む。

SPICA の技術的な最大の特徴は、観測機器の冷却に放射冷却と機械式冷凍機を用い、従来の衛星で用いてきた「冷媒による冷却を廃止」することである。これにより、衛星の大幅な軽量化が可能となり、その結果として大口径望遠鏡の搭載が可能になる。軌道としては、太陽 - 地球系のラグランジュ点の一つである L2 点周りのハロー軌道を候補として検討している。この軌道では、放射冷却が非常に有効に働せることが可能になる。

打ち上げには、H-IIA-202 ロケットの使用を想定している。2010 年代初頭の打ち上げを目指す。

5.1　ミッションの概要

5.1.1　宇宙史の解明: ビッグバンから生命まで

我々の宇宙は約 137 億年前にビッグバンで生まれた。その後の宇宙の進化の歴史の中で、現在の我々の世界を構成している各種の天体が誕生、進化してきたと考えられている。

しかし、それらの天体が「いつ」「どのように」誕生、進化してきのかは、未だによくわかっていない。SPICA は、宇宙の歴史における「様々な天体の誕生と進化」という大きな謎に挑む。具体的には、以下の 3 つを最重要テーマとしてあげている。

1. **銀河の誕生と進化**
   宇宙は、誕生してからしばらく後まで、極めて「一様」であった。しかしながら、現在の宇宙は、銀河をはじめとする様々な天体で構成された、極めて「非一様」な様相を示している。SPICA は、高感度の赤外線観測により、最も初期の銀河の誕生をとらえ、現在の宇宙の「複雑さ」の起源と進化に迫る。

2. **星と惑星系の誕生と進化**
   宇宙の中で最大のエネルギー発生源は「星」である。SPICA は高い空間分解能を活かして、星の誕生の場を、銀河系の中のみならず、系外の銀河でも明らかにすることを期待されている。
   さらに、SPICA は、太陽系外の惑星を直接に撮像、分光する可能性をもっている。太陽系外の惑星の直接検出は、我々の太陽系そのものを見直す大きな機会となるであろう。

3. **物質の進化**
   宇宙の多様性は、重元素によるところが多い。しかし、その重元素の多くは、固体に取り込まれ、一般には観測が困難である。SPICA はその豊富な分光能力を活かし、ガス相のみならず、固体相の観測も行ない、宇宙における物質の進化を明らかにする。

5.1.2　ASTRO-F への期待とその発展

ASTRO-F への期待

上記の 3 つのテーマに迫るには、スペースからの赤外線高感度観測が必要不可欠である。

スペースからの赤外線観測を進めるべく、我々は 2005 年度打ち上げを目指して、ASTRO-F 衛星計画を進めている。これは全天を観測することを主目的の一つとしたサーベイ観測衛星であり数百万個以上の赤外線天体の発見が期待されている。ASTRO-F は、いわば究極の赤外線サーベイ衛星である。

ASTRO-F の成果

ASTRO-F は、上記のように極めて強力な赤外線天文衛星であるが、限界もある。その最大のものは、空間分解能が不足していることである。例えば、ASTRO-F の最も長波長での空間分解能は 50″ と人間の視力程度である。

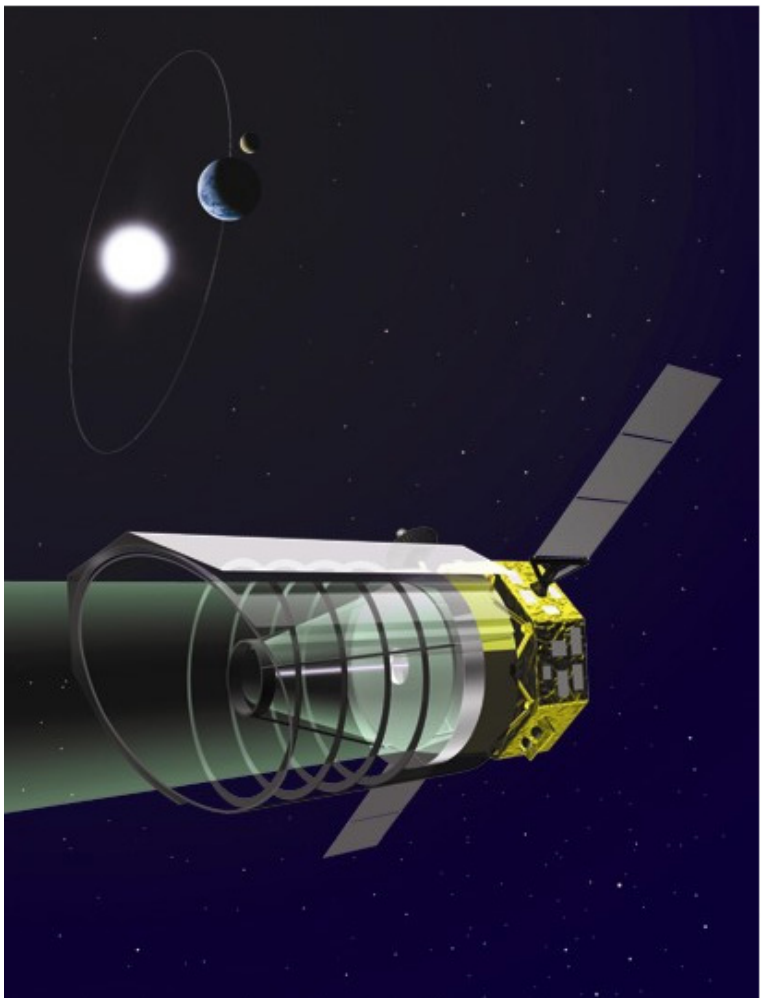
空間分解能の向上のためには、大口径の望遠鏡が必要である。しかし、その実現は従来は困難であった。赤外線観測では、観測機の冷却が必要であるが、従来の赤外線衛星ではそのために用いる冷媒を用いていた。するとその冷媒の保持のために、大きなタンクと重い真空容器が必要となる。そのため、衛星が大きく重くなり、限られた重量のもとでは、比較的小口径の望遠鏡しか搭載できなかったのである。

ASTRO-F からの発展: Warm Launch 型の赤外線衛星

従来の赤外線衛星の「大きい、重い」という最大の欠点を克服するために、SPICA では、冷媒を搭載せず、打ち上げ時に観測器を冷却しない “Warm Lanuch” 型の衛星を提案する。冷媒がなければタンクは不要になり衛星は小型化される。さらに、打ち上げ時に観測器が冷却されていなければ無骨な真空容器外壁は不要になり、衛星は画期的に軽量化される。これらの効果により、衛星全体の重量が同じでも、従来よりもはるかに大口径の望遠鏡の搭載が可能になるはずである。

5.1.3　SPICA ミッション

ミッション概要



SPICA (Space Infrared Telescope for Cosmology and Astrophysics) は、主に波長 $5-200\mu$m の中間-遠赤外線領域において、今までにない高い空間分解能と、優れた感度をもった天文観測機器を搭載し、宇宙の進化、銀河の誕生と進化、星惑星系の誕生と進化などの重要な課題を解明しようとする、次世代の赤外線天文衛星ミッションである。

SPICA の観測機器の特徴は、口径 3.5m という大望遠鏡を、冷却した状態で観測に用いる点である。これを技術的に可能にするために、SPICA 観測系冷却システムでは前述のように全く新しい設計思想をとる。すなわち、従来の衛星で用いてきた冷媒による冷却にかわって、観測機器の冷却に放射冷却と機械式冷凍機を全面的に用いる。これにより、衛星の大幅な小型化と軽量化が可能となる。逆に言えば、限られ

た打ち上げ能力のもとで、大口径望遠鏡の搭載が可能になる。

この設計思想に基づく衛星の概念図を図 5.1 に、ミッションの仕様の概要を表 5.1 示す。

項目		値
特徴		中間-遠赤外線領域の高感度、高空間分解能観測
		多目的観測用の天文台型衛星
望遠鏡	口径	3.5 m
	温度	4.5 K
	精度	波長 5μm 以上で回折限界
観測波長域	コア波長域	$5-200\mu$m
	オプション	近赤外線、サブミリ波
観測機冷却	打ち上げ時	常温
	軌道上	放射冷却と機械式冷凍機で冷却
冷凍機	望遠鏡用	^{4}He JT 冷凍機 (4.5 K)
	遠赤外線観測器用	^{3}He JT 冷凍機 (2.5 K, 1.7 K)
総重量		2.6 t
軌道		太陽-地球系のラグランジュ点 L2 周りのハロー軌道
打ち上げ	ロケット	H-IIA-202
	時期	2010 年台初頭

表 5.1: SPICA Mission 仕様 (案)

軌道: S-E L2 ハロー

このミッションの軌道として、「太陽 - 地球」系のラグランジュ点のうち L2 (以下 S-E L2) (図 5.2) のまわりのハロー軌道を有力候補として検討している。S-E L2 ハロー軌道は、天体観測、特に赤外線天体観測にとっては、以下の理由から、大変に有利な軌道である。

1. 赤外線衛星の大敵であった地球の見かけの大きさが、非常に小さくなり、かつ太陽とほぼ同じ方向になるため、衛星への熱入力が大幅に減少し、放射冷却が有効に働く。

2. ある時点における観測不能天域が「太陽 - 地球」方向を中心とする特定の方向のみに限られるため、観測可能な天空の領域が広く、かつ長時間の積分が可能である。

特に SPICA にとって、上記 (1) の特徴は、冷却の観点から大変に重要である。

S-E L2 に、口径 3.5 m 程度の大望遠鏡を投入することは、H-IIA ロケットで充分に可能である。

2010 年台初頭の打ち上げを目指している。

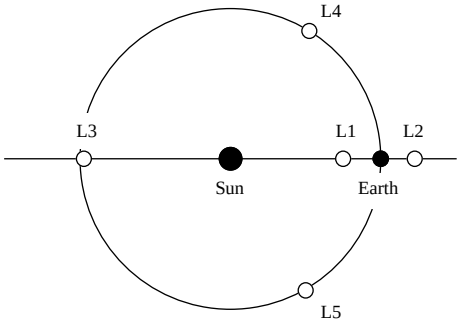


図 5.2: 太陽-地球系のラグランジュ点

SPICA の能力と国際的位置づけ

口径 3.5m の冷却望遠鏡は、赤外線観測のあらゆる分野で画期的な観測を可能にする。今までの冷却望遠鏡 (ASTRO-F を含む) が口径 1m 以下の望遠鏡しか搭載していなかったことを考えると、

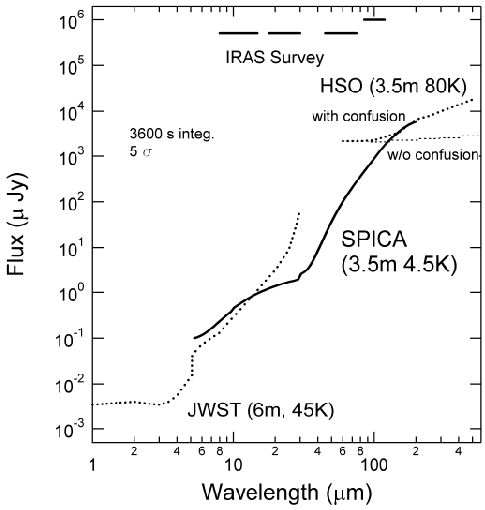


図 5.3: 21 世紀初頭に計画されている赤外線天文衛星ミッションの測光感度の比較。SPICA は、中間・遠赤外線領域において、他のミッションよりも 2 桁以上優れた感度を有する。

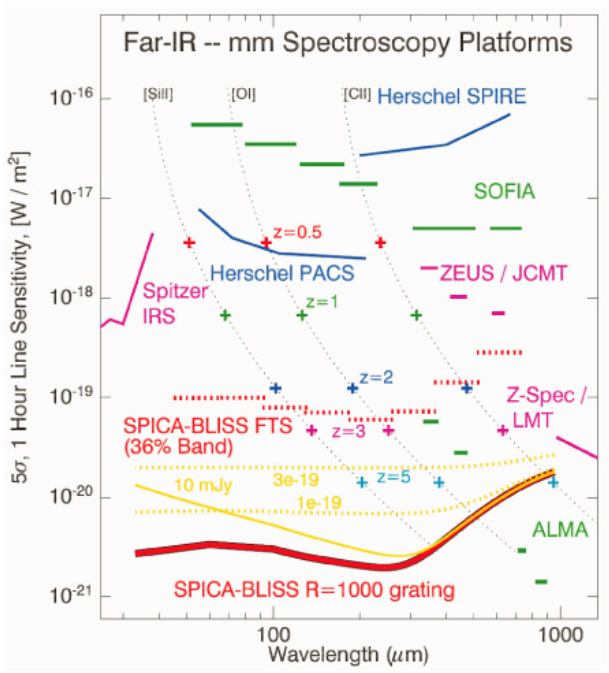


図 5.4: SPICA の分光感度 (長波長部分のみ)。同口径の Hershcel と比べても 2 桁以上の感度向上が期待される。一部の波長では ALMA の感度すら上回る。

3.5 m という口径は画期的なジャンプである。口径の増大および積分時間の増大により、SPICA は非常に優れた感度を達成することができる (図 5.3, 5.4)。

特に、SPICA は、中間-遠赤外線領域での感度が高い。21 世紀初頭には、JWST (NASA), Herschel (ESA) といった大型の赤外線-サブミリ波ミッションが予定されている。しかし、これらの望遠鏡は SPICA の望遠鏡ほどには冷却されていない。したがって、中間-遠赤外線領域では、図 5.3 に示すように、これらの望遠鏡では、望遠鏡からの熱放射のゆらぎのために、感度が著しく劣化する。一方、SPICA では、冷却望遠鏡を搭載しているために、中間-遠赤外線領域でも感度の劣化はなく、他のミッションに比べて圧倒的に優れた感度を持つことができるのである。

このミッションが実現すれば、撮像を行うにしても、分光を行うにしても、従来とは全く質の異なるすばらしいデータが取得できる。これにより、冒頭に述べた大きな謎の解明に大きな前進をすることができるであろう。

5.1.4　本文書の構成と位置づけ

本章は、日本の光赤外線天文学の将来展望という観点から、SPICA の概要を記したものである。

なお、SPICA ミッションについては、別途プロジェクト提案書を並行して作成している。プロジェクトの内容のより詳細、またその目指す科学の具体的内容については、そのプロジェクト提案書を参照されたい。

5.2 宇宙史の解明: ビッグバンから生命まで

5.2.1 SPICA の特徴

我々の宇宙は約 137 億年前にビッグバンで生まれた。その後の宇宙の進化の歴史の中で、現在の我々の世界を構成している各種の天体が誕生、進化してきたと考えられている。

しかし、それらの天体が「いつ」「どのように」誕生、進化してきのかは、未だによくわかっていない。SPICA は、

1. 銀河の誕生と進化
2. 星と惑星系の誕生と進化
3. 物質の進化

の研究を通して、「宇宙史の解明」という大きな課題に挑む。

宇宙史を解明するうえで、遠・中間赤外線（波長約 300μm から約 5μm）で宇宙を観測することは、本質的に重要である。星・銀河などの天体からの光のエネルギーの約半分は星間物質に吸収され、遠・中間赤外線波長で再放射される。従って、この波長を欠くことは、宇宙の片面しか見ておらず、その正しい理解には遠く及ばないことを意味する（図 5.5）。また、20 世紀最後にようやく観測可能になった系外惑星や褐色矮星などの超低質量天体は、最もホットな研究対象であるが、恒星にごく近いもの以外は基本的に低温天体であり、波長の長い赤外線観測が有利である。さらに、宇宙の果てにある遠方天体の観測は、その赤方偏移（z）のゆえに赤外線が有利であり、かつ、さまざまな z に対応できるためには、大気の窓の制限を取り払わなければならない。

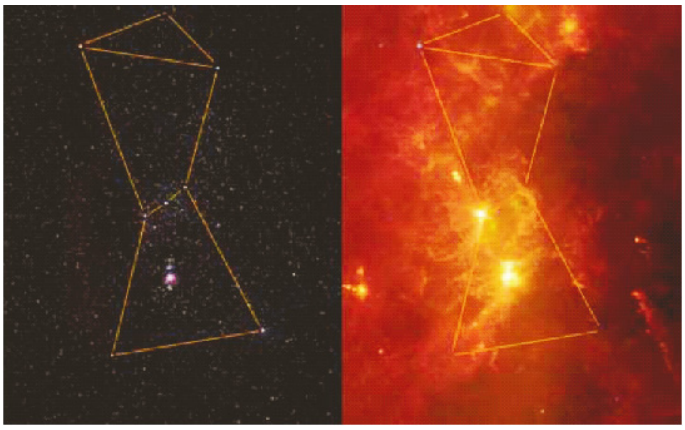


図 5.5: (左) 可視光で見たオリオン座と、(右) 遠赤外線で見たオリオン座の比較。遠赤外線では、可視光線を吸収していた星間物質 (ダスト) が可視化される。これにより、星生成領域の分布が明確に描き出されている。 (カラー 12 ページ)

SPICA は 2010 年代初頭に世界最高の遠・中間赤外線観測を可能にするミッションである。IRAS、ISO、SST、ASTRO-F の「正当な」後継機でもあり、これら先達ミッションの望遠鏡口径（従って、解像度）を一挙に 4 倍以上、感度は約 3 桁以上向上させる。また、SPICA は、豊富な分光機能を持ち、中間赤外線からサブミリ波にかけての各種の分子、原子、イオンのライン分光に威力を発揮する。さらに、コロナグラフのような高コントラスト装置を付加することによって、解像度・感度・コントラストの全てを提供することができる。このような従来に無い卓越した観測性能によって、SPICA は宇宙で最初の天体から惑星に至るまで、さまざまな天体を、その年齢・質量に関わらず観測対象とし、「宇宙史の解明」に迫ることのできる万能型の観測天文台となる。

5.2.2 宇宙史の解明にむけて：重要課題

SPICA チームでは、多様なサイエンスを検討するために SPICA サイエンスワーキンググループを結成した。このグループにより、SPICA のサイエンスの重要項目をまとめた。これは SPICA で可能になるサイエンスの提案であることはもちろん、その装置要求にもなっている。SPICA の特徴を活かし、可視光（すばる）、電波（ALMA）、X 線（ASTRO-E2, NeXT）など他波長の観測と協力しつつ、宇宙史の解明に向けて SPICA に期待されている科学的成果の最も代表的なものを、以下に概観する。

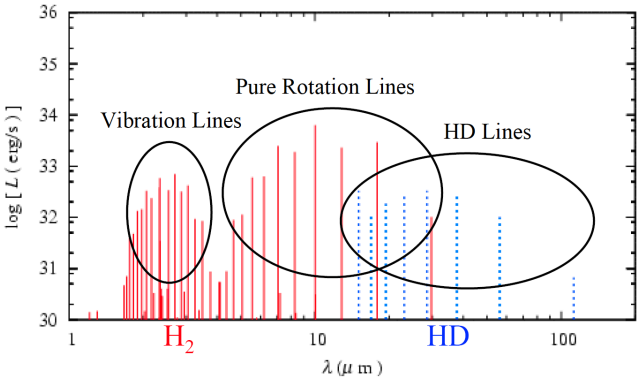


図 5.6: 種族 III の星の生成期に期待される水素分子輝線。実際には、これらの輝線が大きく赤方偏移して観測される。

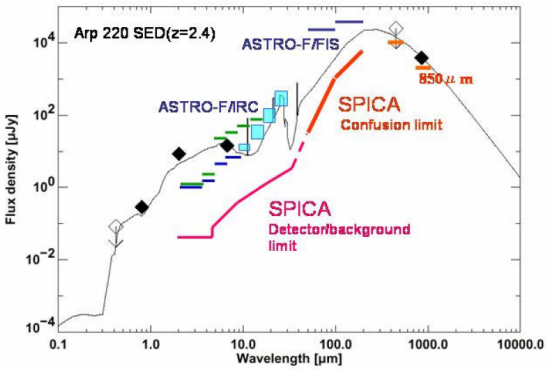


図 5.7: ASTRO-F（IRC：500 秒および 10,000 秒；FIS：全天サーベイ）と SPICA（1 時間、ただし遠赤外は銀河コンヒュージョン限界）の 5σ 点源検出限界と、$z = 2.4$ においた Arp220 の SED とを比較した。

(1) 銀河の誕生と進化

1. 宇宙最初の天体を探る
   宇宙進化のうえでビッグバン以降宇宙の晴れ上がり（中性化）から最初の星・銀河形成までの時期は宇宙史の暗黒時代と呼ばれ、これまで観測的事実はほとんどなかった。しかし WMAP の観測結果から宇宙の再電離がかなり昔（赤方偏移 $z > 17$）に遡ることがわかったこと、近赤外宇宙背景放射の観測が宇宙最初の星の光である可能性が指摘されていること、などから、宇宙最初の星（種族 III）についての研究が急速に進みつつある。宇宙最初の星は水素とヘリウムのみからなるガスから形成されたが、その冷却は近赤外・中間赤外領域に存在する水素分子の振動・回転遷移によってのみなされたと考えられている（図 5.6）。このラインは中間・遠赤外領域に赤方偏移するため、SPICA によって初めて観測が可能になる。水素分子が直接観測出来れば宇宙最初の星形成の状況、大規模構造の形成過程等これまで謎とされていたことの解明が一挙に進むことが期待される。

   宇宙最初の星は太陽質量の数百倍の大質量星と考えられ、そのほとんどはブラックホールとなるが、一部は超新星となって銀河間空間に重元素をまき散らし、新たな世代の星形成（種族 II）の種となる。種族 II の星形成においては間赤外線および遠赤外線領域に存在する各種重元素からの原子線、また宇宙塵の熱放射が重要であり、SPICA はその観測を通じて種族 II の星形成をトレースすることが出来る。

   SPICA はこれらの観測を通じ、これまで謎となっていた宇宙史の暗黒時代の解明に大きな役割を果たすであろう。

2. 銀河・銀河団・大規模構造の進化を解明する
   宇宙最初の天体は大質量星と考えられているが、種族 II の星形成とともに銀河、銀河団が形成され、また宇宙の大規模構造が成長する。この過程では星やブラックホールの集積化（マージング）が大きな役割を果たすと思われているが、その実体についてはいまだ観測的に確かめられていない。また、すばるで観測されたライマンブレーク銀河、X 線背景放射の起源と考えられている塵に埋もれた AGN、サブミリ波銀河など各種高赤方偏移銀河が知られているが、それらが宇宙史の上でどのような位置を占めるはいまだよくわかっていない。これらの解明には可視光、電波、X線など各種波長域での総合的な観測が

必要であるが、赤外線領域での高強度赤外線銀河 (ULIRG、図 5.7 参照)、塵に埋もれた銀河、AGN 等の観測が決定的に重要な役割を果たすと思われる。SPICA では撮像および分光観測によって遠方の赤外線銀河の正体を明らかにすることが出来、各種高赤方偏移銀河の統一的な理解が進むとともに、大規模サーベイによって赤方偏移による銀河進化、大規模構造の成長等を観測的に明らかにすることが出来るであろう。

(2) 星、惑星系の誕生と進化

1. 星形成を探る
   遠くの銀河を調べ、その進化を追うことは重要であるが、進化の果ての現在を調べることによって宇宙史は初めて完結する。銀河系の構造、星間物質と星形成など現在でも未知なことが多いのが現状である。

   SPICA は大口径のため、感度が高く、また角分解能がこれまでと飛躍的に高いことが特徴である。これを活かし、IRAS, ISO, Spitzer, ASTRO-F をはるかに越える観測が可能となる。とりわけ分子雲コアから原始星の形成、星への進化に至る過程をトレースすることによって星形成とその進化の理解が確立されるであろう（図 5.8)。

   また、SPICA はその高い感度のため、褐色矮星のような低温度、超低質量星の観測が可能である。天文学のかねてよりの課題である星形成における初期質量関数 IMF を SPICA は初めて確定することが出来る。

   星間物質には各種元素と宇宙塵が存在し、星形成、星からの質量放出や超新星爆発を通じて銀河系内を循環している。赤外線領域には多くの原子線、分子線また宇宙塵の PAH や氷のラインなどが存在するため（図 5.9)、SPICA は銀河系内での物質の分布とその循環、しいては銀河系の進化を明らかにすることが出来る。

2. 惑星形成の追跡、系外惑星の直接探査
   銀河系内天体の中でも惑星系はとりわけ興味深い SPICA の観測対象である。IRAS によって発見された原始惑星系円盤（ベガ型星）はかなりの星に普遍的に見られることがわかってきており、惑星に進化する前段階と考えられている。SPICA はその高い角分解能から原始惑星系円盤を分解することが出来、その進化を追跡することが出来る。どのような年代の、どのような星に、どのような原始惑星系円盤が存在知るかを系統的に調べることにより惑星形成のシナリオを確立出来るであろう。

   SPICA はまた中間赤外領域でコロナグラフの機能を持つ。波長 5μm では 10 パーセクの距離にある主星から 9 天文単位離れた「木星」の検出が可能である。系外惑星の直接観測が初めて SPICA でなされるとともに、将来の地球型惑星及び太陽系外生命の探査に道を開く端緒となるであろうことが期待されている。

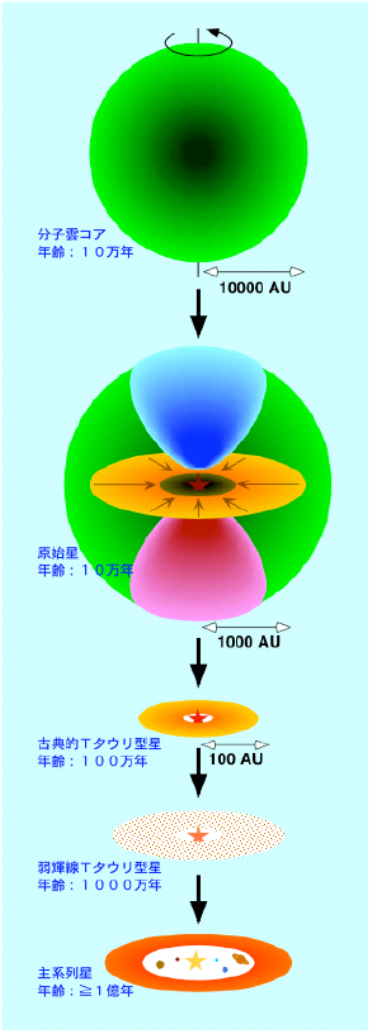


図 5.8: 低質量星の進化の模式図

(3) 物質の進化を探る

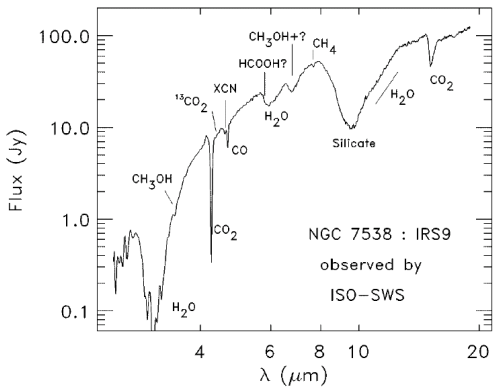


図 5.9: 赤外線領域に存在する数多くの氷の feature (van Dishoeck & Blake 1998)

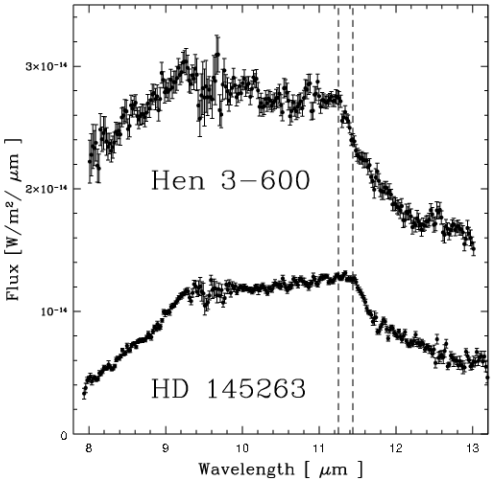


図 5.10: ベガ型星 HD145263 (下) と より若い T-タウリ型星 Hen 3-600A (上) のスペクトル。スペクトルの”肩”の波長の違いは、HD145263 のまわりに Fe-Mg-ケイ酸塩鉱物が存在しているためであると考えられ、ダスト組成の進化を示唆している可能性がある。

1. 物質の進化: ガスと固体
   宇宙の元素の大半は水素とヘリウムであるが、宇宙の多様性を生んでいるのは、それ以外のいわゆる「重元素」である。この「重元素」のまた約半分は、ガスの状態ではなく、固体の状態で存在している。したがって、固体の解明なくしては、宇宙における物質の進化を語ることはできない。

   ただし、一旦物質が固体となると、その分光観測は一般には難しくなる。しかし、赤外線領域であれば、図 5.9 に示すように、豊富なスペクトル・フィーチャーを用いて、固体の化学状態を探ることができる。

   固体の化学状態は、その物理的な履歴も反映する。例えば、図 5.10 に示すように、「氷」が多く存在していれば、その固体が経験して来た温度環境の上限がわかる。

   固体に関してもう一つ重要なことは、それが結晶質であるか、非晶質であるかとう問題である。例えば、シリケートは、星間空間ではほぼ 100%が非晶質である。しかしながら、若い星の周りの円盤や、太陽系内の天体では、結晶質で見つかることがある。これは、この固体が結晶化がおこるほどの熱い温度環境を経て来たことを示している。

2. 太陽系の始源物質を求めて
   物質の進化を探る上において、重要な位置を占めているのが、私達の太陽系の中の彗星、小惑星といった小天体である。これらは、太陽系の始源的天体であると見なされており、太陽系の歴史の解明において欠かすことのできない研究題材である。太陽系内天体の熱放射をとらえ、その組成を分光観測できる SPICA は、太陽系内の天体の観測にとっても非常に魅力的なプロジェクトである。

   太陽系内天体の観測は、惑星探査など資料を直接に調べる学問手法と、天文学的というリモートセンシ

ング的な学問手法とをつなぐ架け橋でもある。この 2 つの手法が協力することにより、太陽系を題材にして、そこでの惑星系の進化、物質の進化の研究が飛躍的に進むことであろう。

5.3　ミッションへの要求

5.3.1　波長領域

前節で述べた「宇宙史の解明」という課題を達成するためには、どのような観測機器が必要であるかを、この章では議論する。

まず波長領域について議論する。宇宙誌史の解明を行なうためには、以下の 3 点に留意する必要がある。

1. 銀河の誕生と進化
   - 遠方天体からの赤方偏移した信号をとらえる
   - 塵による減光の影響無しに、銀河の活動性を探る
2. 星と惑星系の誕生と進化
   - 塵に包まれた天体からの信号をとらえる
   - 明るい中心星のまわりにある微弱な惑星からの信号をとらえる
   - 原始惑星系円盤からの熱放射をとらえる
3. 物質の進化
   - ガスだけではなく、固体の化学状態を調べる

上記の留意点は満たすためには、すべて赤外線、特に中間・遠赤外線での高感度の観測を行なうことが必要になる。

しかしながら、2010 年代までに計画されている赤外線ミッションは、近赤外線 (JWST) やサブミリ波 (Herschel) に集中したものであり、上記の科学的要求を満たす物ではない。

そこで、SPICA では、(1) 科学的要求と、(2) 他のミッションにはない特徴を出すと言う 2 つの意味において、波長 5 – 200μm の中間・遠赤外線領域を最重要波長域と設定する。

5.3.2　温度

波長 5 – 200μm の中間・遠赤外線領域において、充分な感度を達成しようとする際に留意すべき点は、観測機器からの熱放射を、天体からの信号よりも低く抑えることである。これができないと、観測機器からの熱放射の揺らぎが観測限界を決めてしまうことになり、本来達成することができる感度にまで到達することができない。

図 5.11 に、天体からの信号強度と望遠鏡からの熱放射との比較を示す。天体からの信号としては、Zodaiacal Eission (太陽系内の塵からの熱放射)、Cirrus (銀河系内の塵の熱放射)、CMB (マイクロ波宇宙背景放射) の 3 つの拡散放射を考えている。これらの天体からの信号よりも、望遠鏡からの熱放射が小さいことが、高感度観測には必須である。

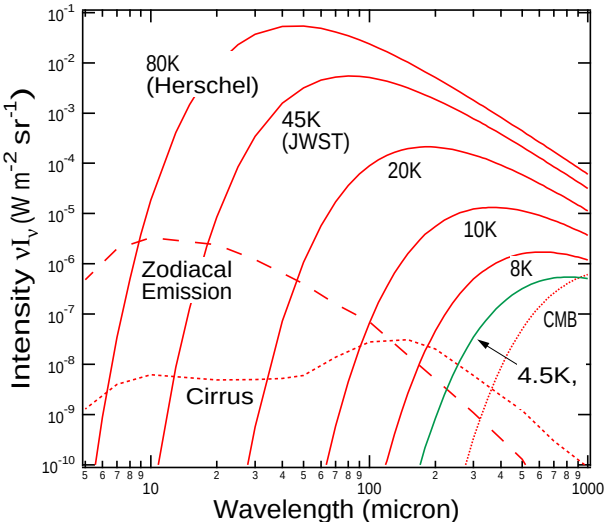


図 5.11: 天体からの信号強度 (点線) と望遠鏡からの熱放射 (実線) の比較。

しかしながら、極低温に冷却されていない望遠鏡では、望遠鏡の熱放射のほうが、天体からの信号よりも圧倒的に強大であることが図 5.11 から分かる。例えば、Herschel の温度である 80 K や、JWST の温度である 45 K では、望遠鏡からの放射が、天体からの信号に比べて、圧倒的に (波長によっては数桁) 強い。

この放射を抑えるためには、望遠鏡を冷却すれば良い。図 5.12 に、どの程度、望遠鏡を冷却すれば良いかを、波長 μm を例にとって示す。図 5.12 からわかるように、天体からの信号 (Cirrus) よりも、望遠鏡の熱放射をおさえるためには、望遠鏡を数 K 以下に冷却しなければならない。

このことから、高感度観測のために、SPICA では、望遠鏡を 4.5 K に冷却することとした。

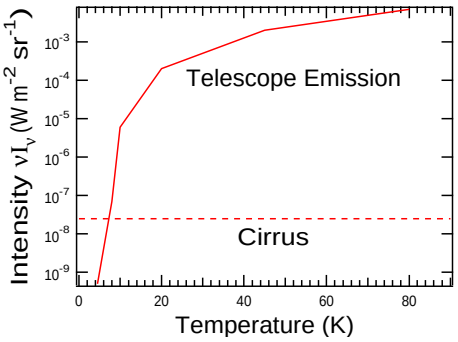


図 5.12: 波長 200μm における、天体からの信号強度 (cirrus, 銀河内の塵の放射) と望遠鏡からの熱放射 (実線) の比較。望遠鏡からの熱放射を天体からの信号以下に抑えるためには、望遠鏡を数 K 以下に冷却しなければならないことがわかる。

5.3.3 望遠鏡の口径

次に、宇宙史の解明のためには、どの程度の口径の望遠鏡が必要であるかを議論する。望遠鏡の口径は、(1) 感度と (2) 空間分解能という 2 つの重要な観測性能を決めるものである。

銀河の誕生と進化

まず、感度と言う観点から、銀河の誕生と進化の解明を例にとって、どの程度の口径が必要であるかを議論する。

遠赤外線外線の広帯域撮像の感度は、ソース・コンフュージョン (source confusion) で決まっている。ソース・コンフュージョンの値は実際に天体がどのような光度分布をしているかに依存する。すなわち、ソース・コンフュージョンの測定そのものが、観測目的のひとつとなる。最近の Spitzer Space Telescope の観測結果を反映したソース・コンフュージョン の値の見積りを図 5.13 に示す。

遠赤外・サブミリ波領域では FIRAS/COBE および DIRBE/COBE により強い背景放射が観測されている。このうちサブミリ波の背景放射については、SCUBA によって観測されている赤方偏移 2 程度の銀河で説明出

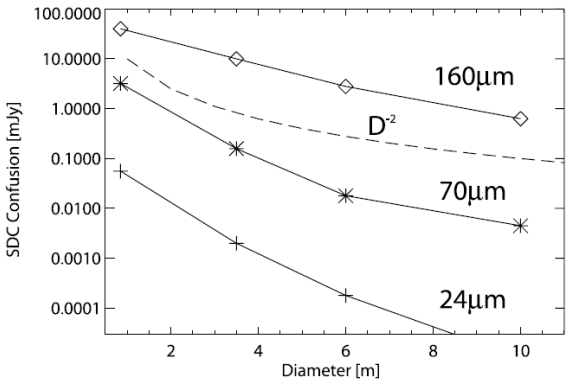


図 5.13: 遠赤外線の点源に対する感度。ソース・コンフュージョンが支配的なパラメータである場合を仮定。口径の関数として示す (Dole et al. 2004)。

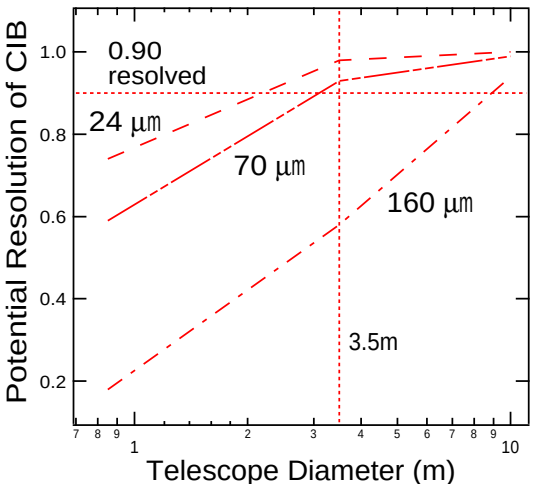


図 5.14: 赤外線背景放射が銀河の重ね合わせであるとして、どれくらいの割合が観測的に分解できるかを、望遠鏡の口径の関数として示したもの (Dole et al. 2004)。少なくとも 2 つの波長において、赤外線背景放射を 90 %以上分解しようとすると、3m 以上の口径の望遠鏡が必要である。

来ることがわかっている。しかし、遠赤外領域ではまだ銀河の重ね合わせでは背景放射を説明出来ていない。遠赤外線領域の背景放射の謎を解明することは、SPICA の大きな課題の一つである。

最近の Spitzer Space Telescope の結果をもとに (図 5.13 に示す confusion を仮定)、図 5.14 に、遠赤外線背景放射のどれだけの割合が銀河として分解できるかという見積りを示す。Spitzer や ASTRO-F では、口径が小さいために、背景放射の本質に迫ることは難しい。一方、口径 3m クラスの望遠鏡が実現すれば、波長 70 μ においても、背景放射の大半を分解することができることが分かる。24μm では、より小さな口径でも背景放射の大半を分解することができるが、24μm と 70μm では異なる種族の銀河を見ている可能性がある。したがって、遠赤外線外線の背景放射の源を探るためには、少なくとも 2 つの波長において、赤外線背景放射を 90 %以上分解する必要があり、そのためには、3m 以上の口径の望遠鏡が必要である。

系外惑星の直接検出

次に、空間分解能という観点から、系外惑星の直接検出を例にとって、どれだけの口径が必要であるかを議論する。

SPICA で直接検出を目指すのは、中心星から離れた巨大ガス惑星である。ここでは、土星なみの距離 (10pc) をもつ惑星を対象とする。5.6 で議論されているように、SPICA に搭載するステラー・コロナグラフは、$\theta_{\rm IWD} > 3\lambda/D$ において 10^{-6} 以上のコントラストを達成することを目指している。最も短波長である 5 μm で考えると、$\theta_{\rm IWD} \sim 1$”(3 m / D) となる。

この分解能で、どれだけの星が観測対象となり得るかを考える。図 5.15 に、太陽近傍に主系列星がどれだけの数存在するかを、太陽系からの距離の関数として示す。ここでは、星のスペクトル型によらず、一定の割合 (例えば半数) で惑星が存在すると仮定する。すると口径 1m クラスの望遠鏡では、3pc までしか観測できないため、観測できる星はほとんどない。口径 2m クラスの望遠鏡になると、6pc まで観測可能となるため、星の数として 20 個弱、惑星としては 10 個弱が期待される。ただし、数の見積りには極めて不定性が大きいため、惑星の数としては一桁代の小さな数となる可能性も高い。これでは、統計的な議論を行なうには、全く不十分である。

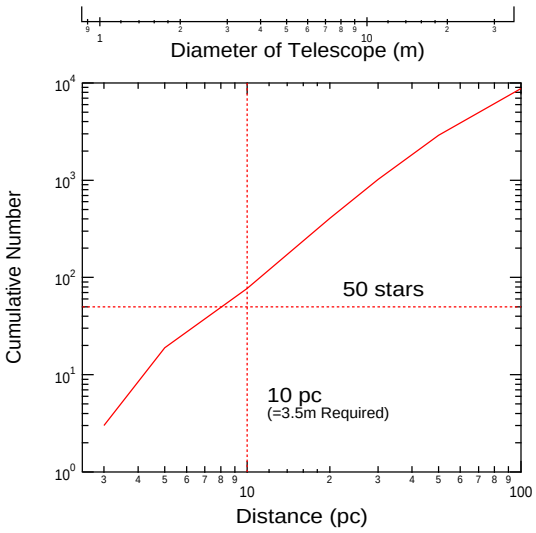


図 5.15: 太陽近傍の主系列星の数。ヒッパルコスカタログから算出。統計的に有意な数 (数十個以上) のサンプルを観測するためには、10pc 程度までの観測を行なわなければならない。そのためには、3m クラスの口径が必要である。

これが口径 3m クラスの望遠鏡になると、10pc の距離まで到達するため、星の数としては数十個となる。したがって、惑星系の検出数としても 10 個を充分に越えることが期待される。これだけの系外惑星が直接に検出されれば、統計的にも充分な議論ができるはずである。

したがって、系外惑星の検出という目的のためには、空間分解能という観点から、少なくとも口径 3m クラスの望遠鏡が必要である。

5.3.4　ミッションへの要求

上記の議論より、「宇宙史の解明」という科学的な目的の達成のためには、SPICA 望遠鏡として、以下の仕様が必要である。

1. 中心となる観測波長域は 5 – 200μm の中間・遠赤外線領域

2. 望遠鏡の温度としては数 K 以下

3. 口径 3m クラス以上の望遠鏡

5.4 衛星システム概要

5.4.1 衛星全体の構成

構成

前節で議論された SPICA への科学的要求を満たすための SPICA ミッションの SPICA 主要諸元を表 5.2 に示す。SPICA 衛星システムの概要をまとめる。SPICA は、全重量 2.6 t の大きなシステムであり、H-IIA ロケットにより、太陽-地球系の L2 に投入することを想定してる。

図 5.16 に SPICA 衛星外観図を示す。熱的な要求から、衛星はミッション部とバス部が明確に分かれている。

主要項目	主要諸元	備 考
全体		
打ち上げ時期	2012 年頃	ミッションライフ 5 年
打ち上げロケット	H-IIA202 を想定 フェアリング：5S-H PAF ：2360S	H-IIA202 打ち上げ能力 2.6±0.1ton
衛星寸法	ϕ3.8m×8.6m	
質量	打ち上げ時：2600kg （DRY 質量：2420kg)	
軌道	S-E L2 ハロー軌道 長半径：80 万 km 周期 ：約 6ヶ月	
消費電力	観測時 約 1.8k W	
ミッション部		
望遠鏡	口径: 3.5m 温度: 打ち上げ時は常温、観測時は 4.5 K 精度: 5 μm 以上の波長で回折限界の結像	
冷却方式	放射冷却 + 機械式冷凍機	冷媒を搭載しないことにより軽量化、長寿命化
焦点面観測装置	中間・遠赤外線の観測器を搭載 オプションとして近赤外線、サブミリ波観測器を検討中	ステラー・コロナグラフを含む
バス部		
太陽電池パドル	衛星固定／三次元展開パドル 2 翼 発生電力 BOL：2.7kW EOL：2.4kW 以上	
姿勢軌道制御系	STT-IRU ストップダウン型姿勢決定系 RW 高精度姿勢制御系（トルクバランス型）	
推進系	一液式ブローダウン 推薬量：180kg スラスタ構成：23N×4、3N×8	推薬量はハロー軌道投入まで、及び 5 年分の軌道・姿勢維持分を想定
C&DH	X バンド 1 波 DR 容量：48 G bytes	

表 5.2: SPICA 主要諸元

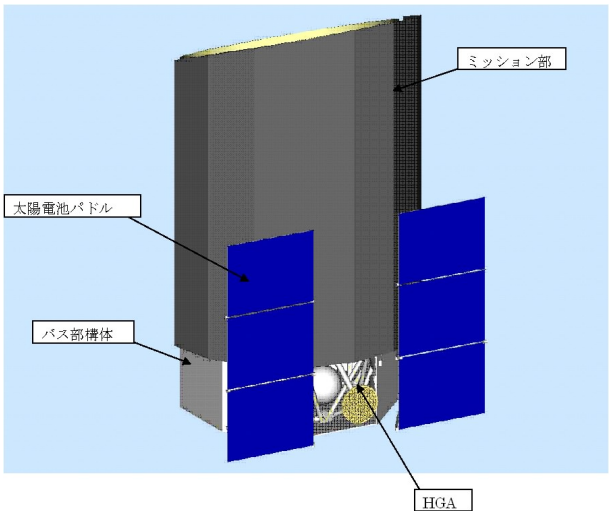


図 5.16: SPICA 衛星外観図 (カラー 14 ページ)

設計方針

SPICA は今までにない規模の科学衛星である。SPICA の開発において問題になると予想される主な項目を以下に列挙する。

1. ミッション部が巨大かつ極低温であるので、実環境に近い状態での試験検証が困難。
2. 姿勢精度要求が厳しい。
3. 衛星自体が巨大なシステムとなり、自ずと複雑なシステムになる。

これらの課題を克服するための設計の方針は次のように考えられる。

1. 衛星システムを可能な限りシンプルにする。
2. 試験検証方法を考慮した設計とする。
3. 非ミッション部は、可能な限り実績のある構成にする。

ただし、これらの設計方針を突き詰めると次のようなデメリットもある。

1. 衛星システムを過度にシンプルにすると、ミッションの汎用性を阻害する。
2. 地上における試験検証を優先すると、軌道上におけるミッション性能の低下を招く。
3. 実績のあるシステム構成にすると、先進技術にならない。

このように、設計方針の理想と実際とは相反する事が多い。従来の衛星より、大型化する SPICA においては、その傾向がより顕著に表面化する と思われる。

SPICA プロジェクトを、確実に進めていくためには、設計の早い段階で、各課題及び解決方法およびメリット・デメリットの関連性を明確にする必要がある。これを「問題の構造化」と呼ぶ。問題の構造化を行った上で、各種の問題解決方法論について、メリット・デメリット を把握した上で、可能な限り「シンプルで検証可能な衛星システム」の設計を進める。このようにバランスを考慮しつつ、**「試験検証をできる限り容易にし、無理な冒険をしないシンプルな衛星」**を、衛星システムの設計方針とする。

5.4.2 ミッション部

ミッション部は、表 5.2 に示すように、主に以下の 3 つの要素から構成される。

1. **望遠鏡 (IRT)**
   口径 3.5m の望遠鏡。常温で打ち上げられ、上空で冷却される。ミッション部の体積の大半を占める。

2. **焦点面観測装置 (FPI)**
   上記の望遠鏡の焦点面に搭載される観測装置。赤外線検出器と、その前置光学系から構成される。赤外線検出器の種別により、異なる温度要求を持っている。

3. **冷却系**
   上記の望遠鏡と焦点面観測装置とを冷却するためのものである。放射冷却のための多層シールドといくつかの機械式冷凍機から構成される。

5.4.3 バス部

図 5.17 に SPICA システムブロック図を示す。図 5.18 に SPICA 電源系系統図を示す。電気的に見ると、SPICA は ASTRO-F とほぼ同じであり、比較的シンプルな構成である。

表 5.3 に質量電力配分を示す。現在の一次解析では、質量が要求値を数%上回っている。今後の検討により、重量を削減し、十分なマージンを確保する必要がある。

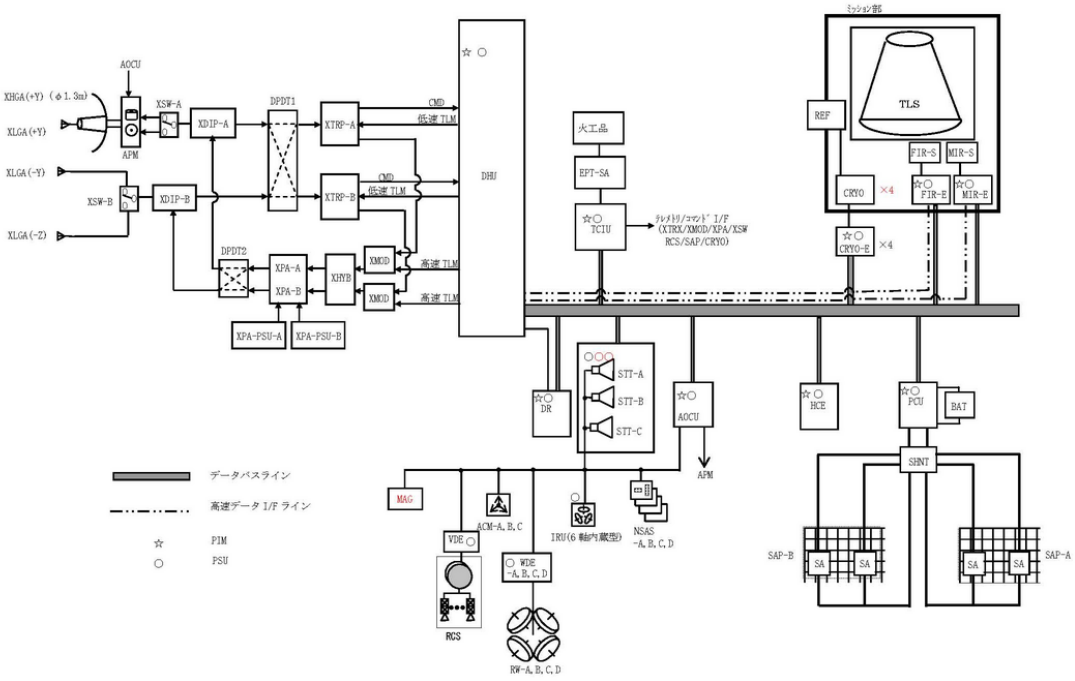


図 5.17: SPICA システムブロック図

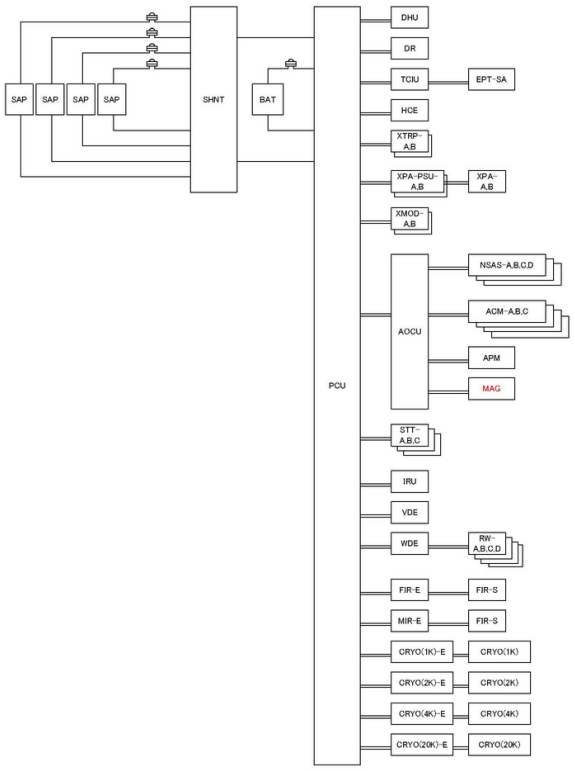


図7.4-2 SPICA電源系 系統図

図 5.18: SPICA 電源系系統図

5.5　望遠鏡システム

5.5.1　基本仕様

SPICA 望遠鏡は、口径 3.5m のリッチー・クレチエン系を基本にした設計であり、中間赤外線–遠赤外線の観測波長域に最適化することを目標とする。この波長域では、望遠鏡自身からの熱輻射が背景放射ノイズとして支配的な寄与をするので、極低温に冷やされた望遠鏡システムを構成することが重要である。また、観測波長が長くなるにつれ、回折による空間分解能が劣化し、天体が分解できないことによるコンフュージョン・ノイズが検出限界に支配的になる。したがって、可能な限りの大口径化は、空間分解能の点だけでなく、感度の向上の点からも非常に重要である。極低温に冷却された大口径の宇宙望遠鏡は、中間赤外線– 遠赤外線天体観測において理想的な観測手段を提供する。SPICA 望遠鏡は、軌道上での放射冷却と冷凍機の使用により、システム全体を 4.5 K まで冷却することを計画している。主鏡サイズ 3.5 m は、ASTRO-F 主鏡の口径が 70 cm、SST (シュピッツァー宇宙望遠鏡) が 85 cm であったことを考えると格段のサイズ拡大である。赤外線〜サブミリ波の波長帯で現在、JWST(ジェームズ・ウェッブ宇宙望遠鏡) が 6.5 m 展開型の放射冷却による望遠鏡を計画しているが、SPICA は、さらに冷凍機による冷却を行うため、20μm より長波長側では多少、口径が小さくとも、JWST より高い感度が達成できる。この他、HSO(ハーシェル宇宙天文台) は遠赤外からサブミリ波帯の観測を行う衛星で、SPICA と同じ 3.5m の望遠鏡を搭載するが、これも放射冷却のみのため、中間赤外域から遠赤外域では SPICA が最大の性能を持つ。表 5.4 に SPICA 望遠鏡システムの基本仕様をまとめる。

SPICA 望遠鏡では、JWST のような展開型のセグメント鏡デザインを採用せず、1 枚鏡で 3.5 m 望遠鏡の実

＜SPICA質量集計(2005.2.21)＞

ITEM		質量(kg) 単体	台数	合計	目標質量 (kg)	Margin (kg)	備考
ミッション部				1801.5	1600.0	−201.5	
冷却系				690.5	490.0	−200.5	鏡筒・バッフル一体化案
支持構造ﾄﾗｽ		99.0	1	99.0			上段/中段/下段/ｼﾞｮｲﾝﾄ
Shield		164.0	1	164.0			#1/#2/#3/ﾌﾚｰﾑ/MLI/ｻﾎﾟｰﾄ
Sun Shield		180.5	1	180.5			
鏡筒		247.0	1	247.0			鏡筒/支持ﾘﾝｸﾞ/ｽﾃｨﾌﾅ/ﾘﾌﾞ/下部ｼｰﾙﾄﾞ
機械式冷凍機				243.0	200.0	−43.0	
1K級冷凍機		30.0	1	30.0			
2K級冷凍機		30.0	1	30.0			
4K級冷凍機		30.0	1	30.0			
20K級冷凍機		30.0	1	30.0			
1K級冷凍機ﾄﾞﾗｲﾊﾞ		22.0	1	22.0			
2K級冷凍機ﾄﾞﾗｲﾊﾞ		22.0	1	22.0			
4K級冷凍機ﾄﾞﾗｲﾊﾞ		22.0	1	22.0			
20K級冷凍機ﾄﾞﾗｲﾊﾞ		14.0	1	14.0			
台座				40.0			
支持ﾄﾗｽ				3.0			
望遠鏡(IRT)				648.0	700.0	52.0	
望遠鏡		448.0	1	448.0			主鏡φ3500mm、副鏡φ792mm
光学ﾍﾞﾝﾁ	Optical Bench	200.0	1	200.0			
焦点面観測装置				200.0	200.0	0.0	
FPI	Focal Plane Instruments	200.0	1	200.0			
機械式冷凍機排熱ｼｽﾃﾑ				20.0	10.0	−10.0	
ﾗｼﾞｴﾀｰ				10.0			
LHP	Loop Heat Pipe	10.0	1	10.0			
バス部				718.4	810.0	91.6	
電源系				108.3			
SAP	Solar Array Paddle	38.2	2	76.3			
BAT	Battery	16.0	1	16.0			23Ah,Li-Ion2次電池,11cell
PCU	Power Control Unit	9.0	1	9.0			
SHNT	Shunt Dissipater	7.0	1	7.0			Sequential Switching Shunt Regulator方式
COMMUNICATION S/S				30.3			
HGA	High Gain Antenna assembly	7.0	1	7.0			ﾗｼﾞｱﾙﾗｲﾝ給電ﾍﾘｶﾙｱﾚｲｱﾝﾃﾅ,32.5dBi
APM	Antenna Pointing Mechanism	4.8	1	4.8			MOOG TYPE55+Bracket(0.4kg)
XLGA	X-band Low Gain Antenna	0.1	3	0.4			
XPA	X-band Power Amplifier	2.9	1	2.9			内部に2つ実装、待機冗長
XPA-PSU	XPA-Power Supply Unit	1.0	2	2.1			はやぶさ
XTRX	X-band Transponder	2.1	2	4.2			Mg使用、PLANET-C
XSW	X-band Switch	0.2	2	0.4			はやぶさ
DPDT	Double-Pole/Double-Throw	0.2	2	0.4			はやぶさ
XHYB	X-band Hybrid	0.1	1	0.1			はやぶさ
XDIP	X-band Diplexer	0.6	2	1.1			はやぶさ
X-MOD	X-band Modulator	3.5	2	6.9			PSU含む
DHS				24.3			
TCIU	Telemetry/Command Interface Unit	2.0	1	2.0			
DHU	Data Handling Unit	3.7	1	3.7			はやぶさ
DR	Data Recorder	18.6	1	18.6			48GBytes(BOL)
LAUNCH S/S				2.2			
EPT-SA	Electronic Programmable Timer - Satellite	2.0	1	2.0			
EPT-PS	EPT-Power Supply	0.2	1	0.2			はやぶさ
AOCS				93.9			
AOCU	Attitude Orbit Control Unit	6.7	1	6.7			
NSAS	Non-spin type Sun Aspect Sensor	0.9	4	3.6			
IRU	Inertial Reference Unit	11.0	1	11.0			MPC
STH	STT Hood	1.1	3	3.3			
STT	Star Tracker	2.9	3	8.7			
MAG	Magnetism Sensor	0.2	1	0.2			
ACM	Accelerometer	0.1	3	0.3			
RW	Reaction Wheel	10.6	4	42.4			
WDE	Wheel Drive Electronics	3.3	4	13.2			
VDE	Valve Drive Electronics	4.5	1	4.5			
PROPULSION S/S				120.0			
RCS	Reaction Control System	−	−	120.0			
WIRE HARNESS				40.0			
WHN	Wire Harness	−	−	40.0			
STRUCTURE				299.4			
ﾄﾗｽ		−	−	114.8			
ﾊﾆｶﾑﾊﾟﾈﾙ		−	−	147.5			
機械計装		−	−	27.0			
その他		−	−	10.0			
THERMAL							
HCE	Heater Control Electronics	5.7	1	5.7			はやぶさ
TINT	熱計装	−	−	54.2			
Total							
DRY				2519.9	2420.0	−99.9	
FUEL				180.0	180.0	0.0	
WET				2699.9	2600.0	−99.9	

表 5.3: SPICA 質量電力配分表

現を目指す。このことは望遠鏡システムの複雑さを取り除き、技術的な実現性・信頼性を高めることにもつながる。主鏡支持に対する設計ベースラインは、信頼性を高めるために、受動支持か、あるいは能動支持であって

もできる限りアクチュエータの数を減らすことである。また、副鏡には ASTRO-F でも実績のある焦点調整機構を設ける。望遠鏡システムの総重量は 700 kg 以下を目指しており、主鏡に割り当てられる重量は約 300 kg、面密度で 30 kg/m^2 となる。これは JWST($<$ 25 kg/m^2) ほどではなくとも、ASTRO-F(27 kg/m^2) や SST(28 kg/m^2) に匹敵する軽量化である。

運用温度 4.5 K での望遠鏡の結像性能は、波長 5 μm での回折限界を目指す。これは総合透過波面精度で 350 nm rms に相当し、鏡の熱変形をいかに小さくできるかが鍵となる。さらに、中間赤外線でコロナグラフ観測を行うため、表面粗さが充分に低く散乱特性が良好な鏡面を、4.5 K で達成することが求められる。ちなみに、HSO 望遠鏡の場合、運用温度 70 K での結像性能に対する要求は、波長 90 μm での回折限界であり (総合透過波面精度にして 6 μm rms)、SPICA 鏡は約 20 倍も高い波面精度が要求される。冷却のみならず、打ち上げ振動環境や軌道上での重力解放に対しても、望遠鏡の光学アラインメントが充分に保持されなければならないことは言うまでもない。

表 5.4: SPICA 望遠鏡システムの基本仕様

項目	仕様
光学系	Ritchey-Chretien 系
主鏡口径	3.5 m(一枚鏡)clear aperture: >3.4 m
運用温度	4.5 K
合成焦点距離	$\sim$ 18 m
視野径	$\sim$ 30 arcmin
主使用波長帯	5 – 200 μm
結像性能	波長 5 μm 回折限界
総合透過波面誤差	$<$ 350 nm (rms)
鏡面荒さ	$<$ 20 nm (Ra)
総重量 (光学ベンチを含む)	$<$ 700 kg

このように SPICA は、従来にない大型の衛星搭載冷却望遠鏡計画であり、これまでのものとは全く別の新しい技術・概念の望遠鏡システムの開発が要求される。特に鏡には、軽量でかつ高剛性の設計が求められ、熱伝導が高く、低熱容量で熱膨張率の低い (熱変形の小さい) 材料が要求される。放射線耐性の検討も重要である。

5.5.2　光学設計

SPICA 望遠鏡は H-IIA のフェアリングに収まることが条件として、主・副鏡間距離及び焦点位置をパラメータとし、どの程度の光学性能が予想されるかを波長 5μm でのストレール比で評価し、検討した。ストレール比は光軸上及び、軸から 9′, 20′ の位置で評価した。中間赤外線の装置は光軸に近い位置に取り付けることと要求視野から、軸上及び 9′ 位置でのストレール比を評価の指標とした。なおストレール比は各視野での最良像面で評価している。すなわち、像面湾曲は装置側でとりつけ位置を補正することを前提としている。

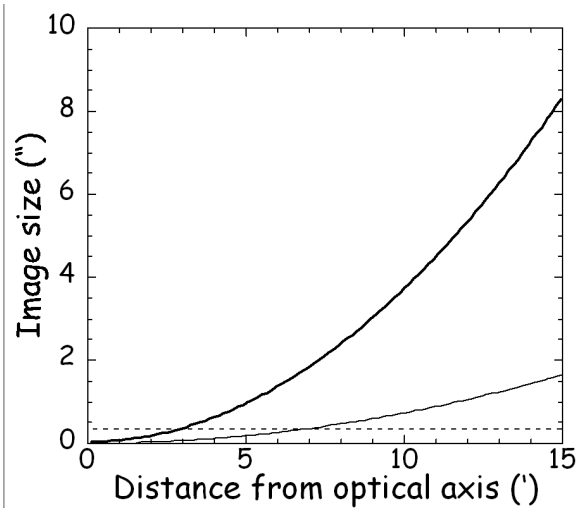


図 5.19: 結像サイズで表した SPICA 望遠鏡の収差。太線は像面湾曲による収差で、観測装置を最良像面におくことで補正する。細い実線は非点収差をまた破線は波長 5μm での回折限界を表す。

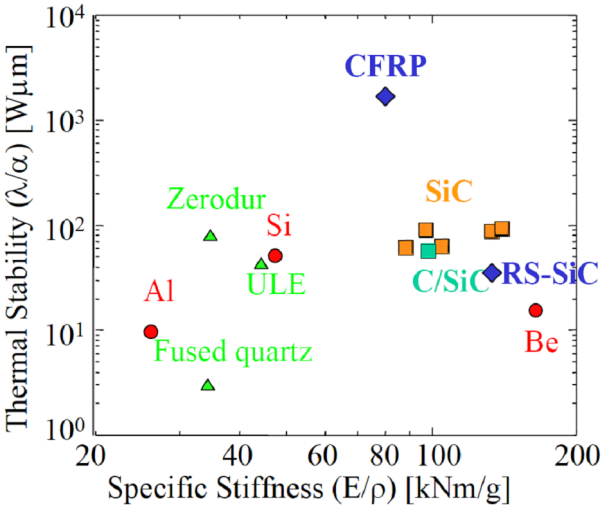


図 5.20: 候補となる鏡材の物性値。右上ほど軽量冷却鏡の材料として有利。

図 5.21: ASTRO-F フライト望遠鏡 (カラー 289 ページ)

主・副鏡間距離の長いものほどストレール比は向上するが、これらのモデルについて、フェアリングとの関係を詳細に検討し、光学パラメータを設定した。最終的なパラメータでの像面湾曲の程度と非点収差を、図 5.19 に示す。

5.5.3 鏡材料・望遠鏡システムの検討

SPICA は、上記のように大型・冷却・衛星搭載用の望遠鏡を目指しており、この目的に即した鏡材の選定を行うことが重要である。SPICA の鏡材には、(1) 高剛性、(2) 軽量、(3) 冷却に対する安定性、(4) 高い研磨性などの特質が要求される。また、コロナグラフを搭載する予定であるため、低い鏡面粗さが達成されることも重要な条件である。図 5.20 に SPICA の候補となる代表的な鏡材料の物性値をまとめる。図 5.20 の横軸は、軽量化のしやすさを表す指標である、比剛性 (ヤング率と密度の比) を、縦軸には温度変化に対する安定性の指標である、熱伝導率と熱収縮率の比をプロットした。つまり、軽量冷却鏡材として、右上が望ましい材料である。

このような鏡材物性値の比較をもとに、これまで SPICA 望遠鏡システムとして、いくつかの構成が検討されてきた。各々の特徴を以下にまとめる。鏡材は必然的に図 5.20 で右上に位置するものとなった (古典的なガラス鏡を除いて)。

SiC 鏡

SiC は現在、打ち上げ準備中の ASTRO-F で望遠鏡の材料として用いられ、また Herschel 望遠鏡では 3.5 m の SiC 主鏡が用意されている。比重に対するヤング率が高く、剛性の高い鏡を設計することが可能である。温度安定性が優れており (熱変形が小さい)、実績がありデータも蓄積されている点で有利であるが、課題は、研磨性と大型化にあると考えられる。とくに焼結した SiC は表面に微小気孔が残るため、低い鏡面粗さを必要とする SPICA では問題となりうる。ASTRO-F では表面に CVD 層を付けることで、研磨性を高めたが、現在の設備では 3.5 m の CVD を行えるところはない。また、ブランクについても、現在、製作可能なものは 2 m 以下である。HSO では、融着 (brazing) により 3.5 m のブランクを製作する方法が開発されており、SPICA の要求精度 (5 μm 回折限界) を満たす材料が製作できるか検討することが重要な課題である。また、基本的に脆

性材料であるため、機械的信頼性に若干の不安も残る。高剛性の鏡が設計できるため、能動支持が必要でないシステムが実現できれば、大きな利点となる。

最近では、より高強度化された反応焼結型 SiC (RS-SiC) が鏡材として注目されており、NT-SiC と呼ばれる国内で開発された新素材については、CVD コートなしでも低い鏡面粗さを達成できることや、焼結時の収縮率が小さいことなどが確認されている。

C/SiC 鏡

C/SiC は、炭素繊維と炭素マトリックスを C/C 化した後、Si を含浸させ、炭素繊維分を残しながら SiC 化させたものである。炭素繊維が残るため、破壊靭性が高い材料で、機械的信頼性の高い設計が可能となる。また、機械切削も容易で、大幅な軽量化が可能であり、また複雑な構造 (ねじ等) を取り入れることが可能である。とくに後者によって、鏡面への熱変形の要因として極めて重要な主鏡支持構造を最適化ができることが、大きな利点となる。また Si 含浸の際にセグメントを接合できるため、大型化が容易である。一方、C/SiC は複合材料であるため、一様性の確保が技術的課題である。また温度安定性は SiC に比べ明らかに劣り、冷却鏡材としての実績も不十分である。さらに、表面に Si-SiC スラリーコートを施し、研磨性をあげるなどの工夫が必要である。

Be 鏡

Be は JWST での採用も決まり、これまでにも IRAS、SST などの冷却望遠鏡の実績もある。極低温下での性能についても、年々、材料の開発が進んで改善されている。比重が小さく、ヤング率が高いため、軽量鏡としては有利な材料であるが、現在の設備では 3 m を越えるブランクの製造は不可能で、JWST のようにセグメント鏡を採用しない限り、SPICA に適用するのは難しい。また、これまで Be 鏡の開発がさかんであった米国も、最近では、環境・人体への影響が考慮され、SiC 系の代替材料へと移行する流れにある。

CFRP 鏡

CFRP 鏡はこれまでにも波長の長い観測用の鏡としては採用されてきている。比重が小さく、剛性が高いため、軽量化には最も有効な材料である。また、曲げ強度と破壊靱性が非常に高いため、機械的信頼性は極めて高い。さらには、CFRP は熱膨張率を 0 近くにコントロールできるため、低温での応用にも有利と考えられる。このように、CFRP は次世代の新しい軽量冷却鏡材として、とても有望である。しかし、表面を直接、研磨することができないため、鏡面を作るにはレプリカ法などの技術に頼らねばならず、赤外域での応用には大きな開発要素が残っている。

鏡ガラスを用いた薄メニスカス鏡＋多点能動支持

ガラス材 (ULE、fused silica 等) は古くから鏡の材料として使われてきた実績があり、研磨性は充分に確立している。しかし、剛性が低いため、軽量化した場合、鏡面をそれ自身で支えることが困難となる。この問題を克服するには、積極的に薄い鏡にして、多点 (数 100 点) で能動支持を行うシステムが考えられる。この方式は JWST でも検討されたが、SPICA に応用した場合の最大の課題は、多数の能動支持機構を低温で正常に動作させることにあると考えられる。低温部に支持機構を置くことが要求されるため、複雑になるシステムを高い信頼性で動作させることが課題である。また本質的に薄ガラスなので、機械的信頼性には大きな不安が残る。

5.5.4 SPICA 望遠鏡の開発

前章での得失を考慮し、現在われわれは、SPICA 望遠鏡の鏡材として、SiC および、C/SiC 複合材の 2 つに候補を絞り、検討を進めている。前者のメリットである温度安定性と軽量冷却鏡としての実績、および後者のメリットである機械的信頼性と支持構造部などの加工性を重視した。SiC による望遠鏡は、住友重機・ニコン・Astrium グループが提案しており、C/SiC 複合材による望遠鏡は三菱電機グループが提案している。

それぞれの詳細については次章以降で述べ、ここでは、C/SiC 複合材の小型試作鏡などに対して我々が行った評価試験の結果、および SiC については ASTRO-F での評価実績などについて簡単に紹介する。

C/SiC 複合材鏡

我々は鏡材料としての C/SiC の開発を、これまで三菱電機とともに進めてきた。図 4 には、C/SiC の一様性を上げた改善結果を示している。これまでいくつかの条件で、C/SiC のサンプルを試作し、極低温までの熱膨張率の測定や強度の測定を行ってきた。この結果、100 K 以下で、0.15 ppm/K 以下の材料を実現している。また小型平面鏡を試作して、常温と極低温での散乱特性を測定し、表面状態が温度により有意に変化しないことを確認した。さらに Si-SiC スラリーコートによって、表面粗さが 2.9 nm Ra にまで改善されることを確認した。

また、160 mm 試作球面鏡を複数枚試作し、C/C 化、Si 含浸、接合のプロセスをそれぞれ改善することに成功している。図 5 に、この球面試作鏡の 2 作目に対して行った、干渉計による極低温での面形状変化の測定結果を示した。この鏡は 3 セグメントの接合鏡であり、鏡面 Si-SiC スラリーコートは施していない。室温から 24 K で面形状の変形量は 60 nm (rms) であった。この変形量は、後述の ASTRO-F SiC 試作鏡に比べれば、まだかなり大きいが、今後、より改善されたサンプルで低温面検を行う予定である。

SiC 鏡

ASTRO-F では、多孔質の SiC をコアに CVD の SiC を表面につけた、サンドウィッチ構造の SiC 材を用いて、0.7 m の軽量鏡を実現している。この開発にあたって、160 mm の球面鏡を試作し、液体ヘリウム温度までの冷却試験を行っている。図 6 に示すように、SiC 自身の冷却による変形は 8 nm (rms) 程度と非常に小さく、冷却望遠鏡の材料としての実力は実証されている。ASTRO-F 望遠鏡では、実際の低温での変形は SiC そのものではなく、鏡の支持部の構造に起因するものが大きかった。この結果は、SPICA においても、冷却変形を考慮した支持部の設計が重要であることを示している。

ASTRO-F で採用された CVD の SiC は、前章で述べたように現状では 3.5 m のブランクには適用できない。現在は、HSO 望遠鏡で採用している、融着した焼結 SiC による製作を検討している。焼結 SiC の場合、SiC の粒に起因する数 μm の大きさの孔が表面に存在することが分かっている。この影響は全散乱光の強度から 10 nm (rms) 以下の面粗さと等価と評価されているが、SPICA の要求精度との充分な検討が今後、必要である。融着焼結 SiC については、HSO 望遠鏡の開発のなかで試験データが蓄積されているが、要求精度が SPICA と比べて一桁以上低いため、今後は SPICA の要求精度での測定・評価が必要となる。特に HSO で採用されている能動支持機構なしのシステムが SPICA でも可能かどうか (自重変形が補正できるか) を十分に検討する必要がある。

5.5.5 SPICA 望遠鏡案

上記の考え方、試験成果に基づき、いくつか望遠鏡の具対案を検討している。ここではその一例について紹介する。

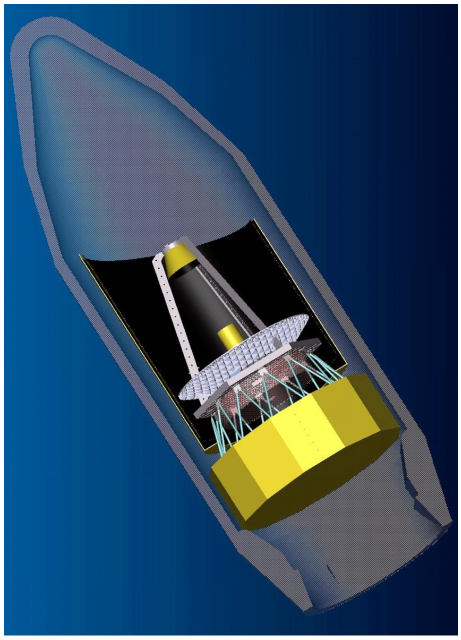


図 5.22: フェアリング搭載コンフィギュレーション (透視図) (カラー 13 ページ)

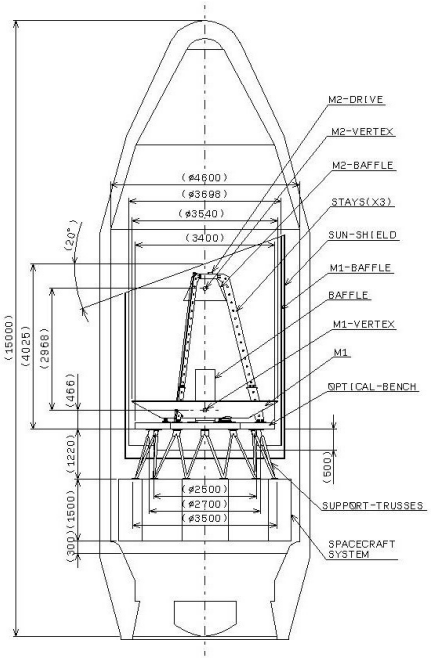


図 5.23: フェアリング搭載コンフィギュレーション (断面図)

望遠鏡システム概要

SPICA は図 5.22 及び図 5.23 に示すように、望遠鏡システム、観測装置、冷却システム、スペースクラフトにより構成され、増強タイプ 5S-H 型フェアリング内に搭載されて H-IIA ロケットで打ち上げられる。

そのキーコンポーネントである望遠鏡システムは、太陽放射を遮断するためのサーマルシールド等の冷却システムに覆われ、インターフェーストラスを介してスペースクラフトに支持される。

本望遠鏡システムは超軽量高剛性主鏡をパッシブに支持するというシンプルなシステムコンセプトに立脚している (図 5.24, 5.25)。

以下にその特徴的な要素について述べる。

低支持反力固定点

鏡インターフェース部回転 3 自由度と半径方向並進 1 自由度を開放した 3 ユニットを 120° 対称に配置してキネマティックマウントを構成する (図 5.26 参照)。新開発の低支持反力支持機構によりミスアラインメント、線膨張率の差による鏡と光学架台の相対変位等の外乱に対して波面への影響を極力排除することが可能である。

C/SiC 複合材料製超軽量・高剛性鏡

新開発の繊維強化複合材料 C/SiC の加工性、高靭性等の優れた特性を生かして超軽量高剛性鏡を実現する。さらに、固定点と鏡の I/F 部には C/SiC 複合材料製 I/F アダプタと金属製 I/F カップを採用し、固定点とのバイメタル変形の影響を極力排除することが可能である。

能動支持アクチュエータ (オプション)

3 本の能動支持アクチュエータで自重変形や熱変形等の低次モードの収差を効率よく補正することが可能である。focus と tilt の 3 自由度を有する副鏡駆動系との I/F 共通化によりリソースの削減と信頼性を向上する

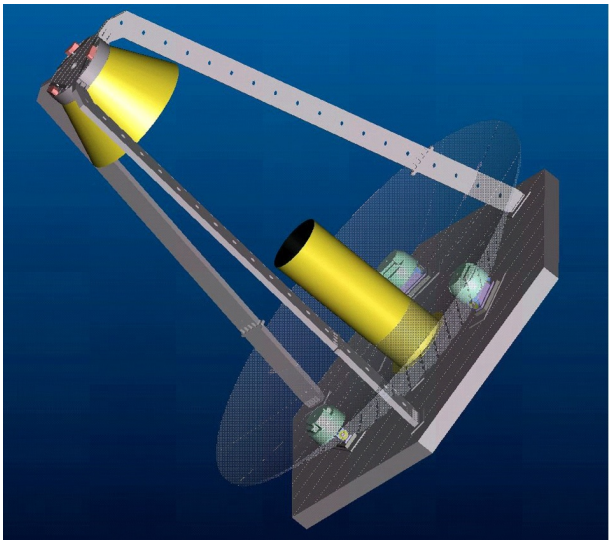


図 5.24: 望遠鏡システム概略図 1 (カラー 13 ページ)

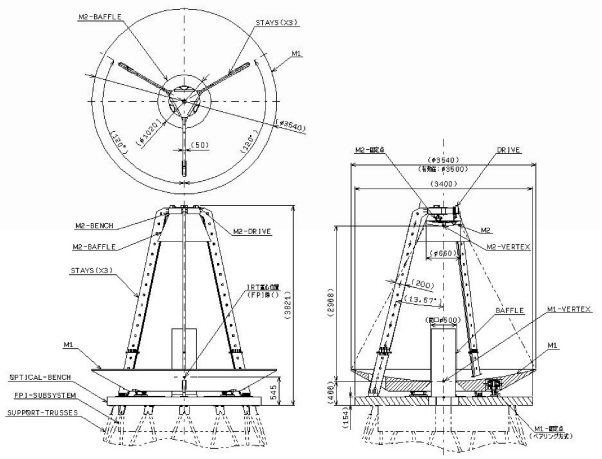


図 5.25: 望遠鏡システム概略図 2

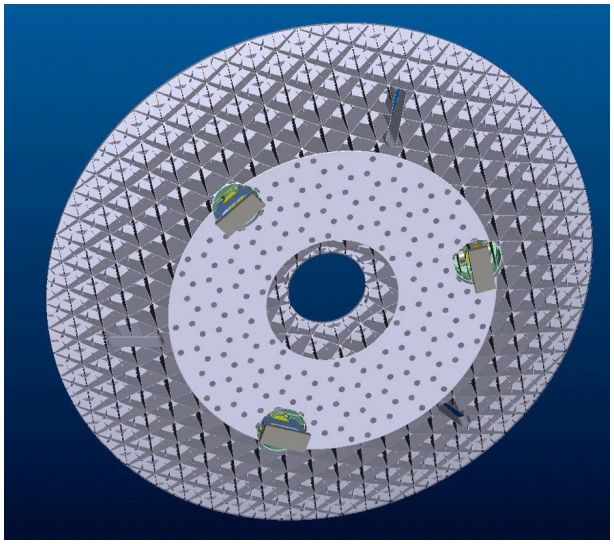


図 5.26: 主鏡コンポーネント斜視図 (裏面より)(カラー 13 ページ)

ことが可能である。

誤差配分

図 5.27 に望遠鏡システムの波面誤差配分を示す。詳細な構造・強度設計と波面解析の結果、前節で述べた仕様の達成の目処を得ている。

開発計画

FM 望遠鏡システムの開発に先立ち、その要素技術開発を目的とした BBM を実施中である。C/SiC 鏡材、低支持反力固定点機構を組み合わせた 700mm 鏡ユニットを試作、評価することにより、FM 開発に要求される製造技術、計測技術、組立技術等を習得中である。これらの手順並びに検証項目は、FM 開発で必要とされる要素技術を網羅するものである。

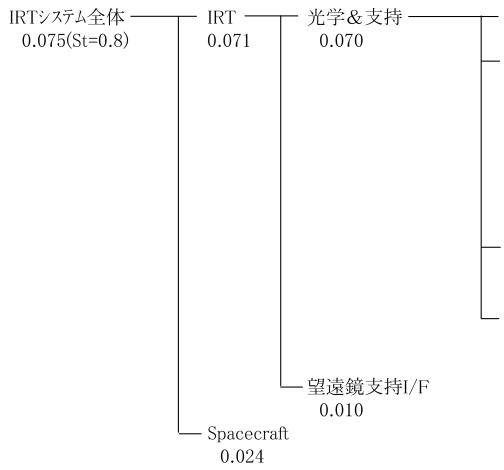


図 5.27: 望遠鏡システムの波面誤差配分

5.5.6　試験計画

打ち上げ前に地上で、3.5 m SPICA フライト望遠鏡の光学性能を、極低温で評価しなければいけない。そのための試験方法を確立することは、SPICA 望遠鏡開発の大きな検討課題の一つである。ちなみに ASTRO-F 望遠鏡では、JAXA 宇宙科学研究本部に液体ヘリウム試験チャンバーを設置し、図 5.28, 5.29 のような構成で 10 K～ 常温までの光学測定を行った。光軸は鉛直方向に平行に向いている。干渉計と 5 軸調整ステージをチャンバー上部に設置し、望遠鏡の下側には 0.75 mϕ 平面鏡を置いて光を折り返し、オートコリメートさせて望遠鏡の総合透過波面を測定した。今後も、フライト鏡の低温光学試験へ進むまえに、このチャンバーを使って、C/SiC 複合材の 0.7 m BBM 鏡や、NT-SiC の 0.7 mm 鏡などの低温光学性能が評価される予定である。

SPICA 望遠鏡でも、ASTRO-F と同様の試験方法で光学性能の評価が可能であろう。ただし、SPICA 主鏡は ASTRO-F に比べて径が 5 倍になるので、もはや上記の冷却試験装置は使えない。また、光軸が鉛直方向に平行に向いた構成では試験装置の高さが問題となり (単純にスケーリングすると約 20 m の高さ)、作業性も悪くなるので、光軸が水平になる構成で測定する予定である。ASTRO-F の場合のように、国内に望遠鏡試験装置を新たに製造することは、SPICA のサイズでは非現実的であると思われるので、以下では、JAXA 宇宙利用推進本部の 6 mϕ 放射計スペースチャンバー (図 5.30) を改良して用いることを想定して、SPICA 主鏡単体および望遠鏡総合の低温光学試験計画を述べる。

重力補正マウント、横転台

まず、そもそも 3.5 m SPICA 望遠鏡を横転させ、光軸を水平方向に設定するためには、巨大な回転支持次具が必要である。また、横置きにした場合、重力による変形で、鏡面に強いアス変形が生じるので、重力補正マウントの開発が必須である。例えば、錘と滑車の組み合わせで、主鏡裏の複数点に力を加えて、重力変形を小さくすることなどが考えられる。副鏡トラスも下に傾いて、コマ収差が発生するので、副鏡を上に持ちあげられるような倒れ止め機構もこの補正マウントに付加しておく。なお、横転台は、この重力補正マウントごと、±90 度の 2 方向に回せるようになっていなければならない。上下反転の 2 回の測定の差から、常温での無重力状態での総合透過波面を評価する。

極低温内部シュラウド

上記の 6 mϕ 放射計スペースチャンバーのシュラウド内の供試体収容空間は 6 m 径 ×8 m 長であり、シュラウドは 100 K 以下まで冷える。この中にさらに内部極低温シュラウドを除振架台上に設置し、冷凍機で内部

図 5.28: JAXA 宇宙科学研究本部の液体ヘリウム試験チャンバー

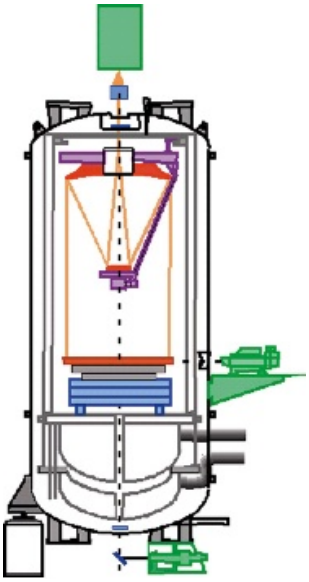


図 5.29: ASTRO-F 望遠鏡の低温面検の測定構成

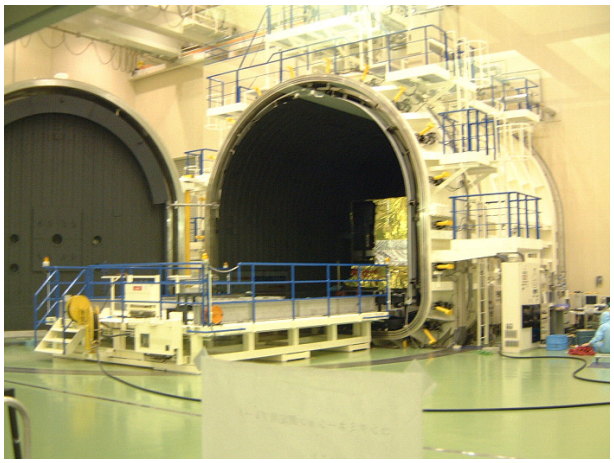


図 5.30: JAXA 宇宙利用推進本部の 6 mϕ 放射計スペースチャンバー

シュラウドを 10 K 以下に冷やす。内部シュラウドのサイズは幅 4 m× 高さ 4 m× 長さ 5 m 程度。先端に延長シュラウドを付けて、長さ 8 m まで伸ばせるようにする。その中に設置される供試体は 10 K まで冷やされる。このような構成は、Marshall Space Flight Center で行われている JWST 関連の鏡の測定で実績がある。この設備は、X 線ビームラインのチャンバーの内部に極低温シュラウドを設けて、冷却鏡の光学試験用に改良したものであり、JWST フライトセグメント鏡の低温面検も行われる予定である。

ただし、これは 1 m クラスの鏡単体を 30 K まで冷やしたというものであり、我々のように SPICA 望遠鏡システム全体を 10 K まで冷やすというのは簡単ではない。冷凍機を用いて、現実的なパワーで一様にこの温度が達成できるかどうか検討する必要がある。

干渉計

干渉計による光学波面測定を行う場合、たびたび振動擾乱が深刻な問題となる。ASTRO-F 望遠鏡では、フリンジ・スキャンタイプの干渉計を用いたため、振動の影響を取り除くのにかなり苦労した。図 5.31 の試験装置全体を 4 本の除振脚でエアーによって完全に浮かせることで、何とか性能評価に耐えうる波面データを取得できた。一方、SPICA 望遠鏡では、ASTRO-F と同様の干渉計測定では、まともに波面データが取れないことが予想される。光学試験用にチャンバー内インターフェイス架台は独立基礎上に設置されているとは言え、エアーで完全に浮かせることは困難であり、冷凍機などの振動擾乱も問題になるであろう。最新のフェーズ・シフトを同時に行うタイプの干渉計を導入し、現実的な測定環境でまともな波面データが取れるような測定系の構築が必要である。

大型軽量平面鏡

図 5.28, 5.29 の ASTRO-F 望遠鏡試験構成にもあるように、望遠鏡の総合透過波面を求めるには、平面鏡によって光を折り返す必要がある。ASTRO-F では 0.75 m 無水シリカ鏡を用いたが、とても重く (∼100 kg/m^2)、このようなガラス鏡を SPICA の試験で使用するのは困難である。新しい鏡材を用いて、できるだけ軽くて大きく、低温変形がとても小さい平面鏡が必要となる。使用温度は 100 K あたりが考えられる (10 K 以下にする必要はない)。軽量冷却鏡の実績から考えると SiC がベストであろう。3.5 m 超のものができれば理想的だが、現状は入手不可能である。その場合、低温ステージで鏡をシフトさせる必要があり、鏡が軽量であるほど都合がよいという点では、CFRP 鏡の可能性も探る必要がある。

低温光学試験を始めるにあたって、以上の 4 項目が、最重要な検討課題である。

主鏡単体の冷却面検

考えられる測定構成を図 5.31 に示した。主鏡用ヌルレンズは常温側に設置される。ヌルレンズと干渉計は共通の 3 軸シフトステージにマウントする。さらに、それぞれは独立の 2 軸チルトステージ上に設置される。主鏡インストール後の光学アラインメント調整は干渉計側ステージで行う。

干渉計と反対側から、アラインメントテレスコープを用いて光軸を調整する。主鏡カセ穴にピンホール付きターゲットを取り付ける。カセ穴ターゲットを用いて主鏡光軸の水準出しを行い、ヌルレンズ光軸のアラインメントターゲットに対して、光軸をアラインメントテレスコープに移す。さらに、アラインメントテレスコープ光軸を主鏡光軸、干渉計光軸に移す。

ヌルレンズを取り付ける際に主鏡面の曲率中心位置の測定が必要である。まずはヌルレンズをはずした状態で、干渉計に球面フィゾーをつけて鏡面を測定し、焦点位置をターゲットに移しこむ。折り返し鏡の付け外しによって、干渉計と平行に置かれた測距儀のレーザー光を主鏡光軸近傍に導入できるようにし、主鏡カセ穴ターゲットから焦点位置ターゲットまでの距離を測定、曲率半径を求める。ヌルレンズを取り付けるときは、平面フィゾーを用い、ヌルレンズ基準面に対し、干渉計の平行出しを行う。

冷却過程でも時々、球面フィゾー cat's eye・測距儀測定を行い、主鏡曲率半径の温度変化を追って、ヌルレンズ位置の再調整を行う。ヌルレンズ・折り返し鏡の付け外しの再現精度が悪い場合は、冷却サイクルを 2 回行い、1 回目は主鏡曲率半径の測定とする。

望遠鏡の低温透過波面測定

考えられる測定構成を図 5.32 に示した。望遠鏡の透過波面形状の温度変化を、球面フィゾー干渉計からのレーザー光を平面鏡で折り返しオートコリメートさせて測定する。平面鏡は冷却による変形が十分に小さいことが期待され、極端に軽量なもの (たとえば SiC 鏡や CFRP 鏡) を使用する。平面鏡の径は大きいほど良い (∼ 3.5m) が、現状、入手可能なサイズである 1m を想定した。図 5.32 のように一回の測定で、望遠鏡の一部の面を使った透過波面を測定し、平面鏡を 2 次元に平行移動させて波面をつなぎ合わせる。

現 SPICA 望遠鏡の設計で望遠鏡の長さ (バックプレート ∼ 副鏡サポート) は約 4.0m であり、5m 長の内部極低温シュラウドに収まる。平面鏡側のシュラウド壁は柔軟性を持たせ、バッフル付きの 1m 径シュラウドと本体シュラウドとは柔に結合される。

望遠鏡は、重力補正マウント (副鏡トラス倒れ止めを含む) で、主鏡単体測定とは反対向きに取り付ける。平面鏡は 2 軸シフトステージ (駆動ストロークは 2.5m が必要) と 2 軸チルトステージにマウントする。駆動ステージは 100K で動作する。駆動ステージと平面鏡は熱絶縁し、平面鏡の温度はできるだけ下げる。望遠鏡を取り付ける前に、チャンバー前方から平面鏡面に対し水準出しを行い、望遠鏡を取り付けた後は、チャンバー後方から、副鏡サポート裏のアラインメントミラーを使って望遠鏡光軸の水準出しを行う。望遠鏡インストール後の微調整は平面鏡チルトおよび干渉計側ステージで行う。

1m 径の平面鏡を横移動させながら、約 40 個のポジションで 3.5m 開口を密にカバーする。得られた透過波面データをつなぎ合わせることで、望遠鏡開口面全面の透過波面を合成する。平面鏡シフトの際に発生するチルト量については、チャンバー側面および上方から直交方向に設けられたのぞき窓を通し、オートコリメータで平面鏡チルトモニターを行う。チルトモニター用のターゲットとして、約 2m 長の光学基準バーを 2 本、直交方向に取り付ける。これらは平面鏡取り付けマウントに対して固定される。移動毎に平面鏡チルト補正を行ったのちに、透過波面を測定する。

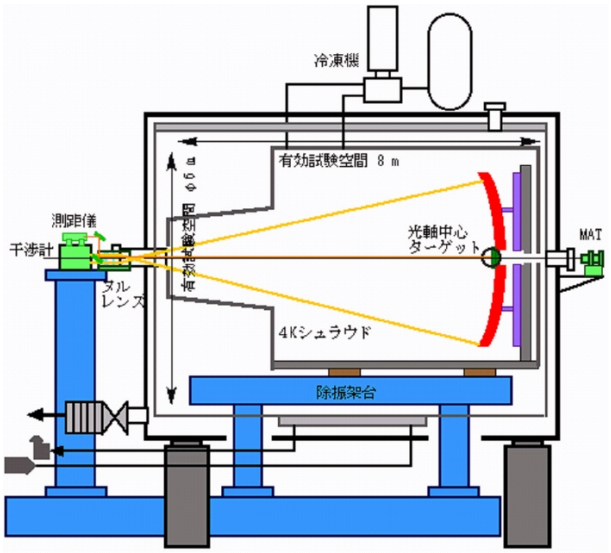


図 5.31: SPICA 主鏡単体の冷却試験の測定構成 (案)

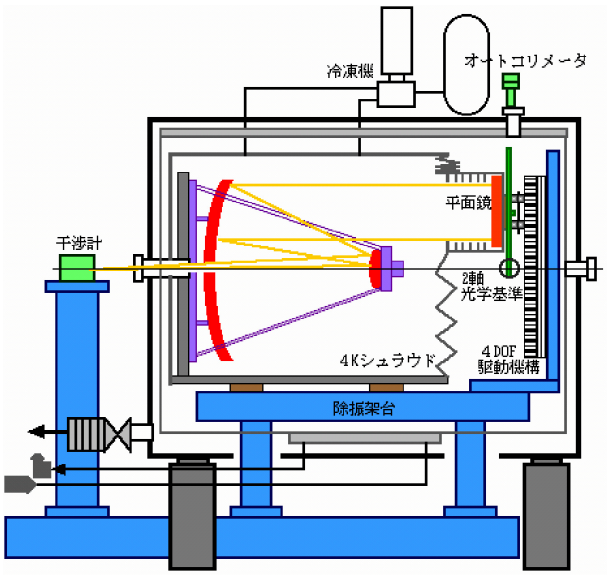


図 5.32: SPICA 望遠鏡システムの冷却試験の測定構成 (案)

5.6　焦点面観測機器

SPICA 焦点面観測装置については、現在、その仕様を固めるべく、活発な議論を行なっているところであり、その最終仕様は未だ固まっていない。ここでは、現状での代表的な案とパラメーターとを提示する。

5.6.1　中間赤外線撮像／分光装置

概要

中間赤外線領域 (波長 $5-25\mu$m) において、他のミッションでは不可能な高感度の観測を行う。観測対象としては、太陽系内天体から遠方の銀河まで、多種多様。

以下の 3 種類の観測モードを備える。

1. 回折限界の撮像
   最も基本的な観測モード。Airy Disk を空間的に十分にサンプルする必要あり。
2. 一次元撮像 + 中分散分光
   グレーティングによる中分散分光。一般的な輝線検出を目的とする。
   一方高分散分光は、輝線プロファイルの分解、等価幅の小さい吸収線の検出などを目指す。ファブリペローを加えた高分散分光とが行える。中分散分光は一般的な輝線検出を目的とする。一方高分散分光は、輝線プロファイルの分解、等価幅の小さい吸収線の検出などを目指す。
3. コロナグラフ観測
   太陽系外惑星系の検出などが目的。高いコントラスト、高い迷光除去比が要求される。

途中の光路の切替えにより、3 つのモードの切替えを行う。

観測器光学系は、再短波長での回折限界の像を結ぶ性能を有するとともに、高いコントラスト、高い迷光除去比を達成することを考慮する。

観測光学系の温度は 10 K 以下。ただし、検出器自身は 4 K 付近で ±100 mK の温度制御を行う。

検出器

項目	仕様
観測波長域	$5-25\mu$m
	(SW $5-12\mu$m)
	(LW $12-25\mu$m)
検出器	Si:As
要求される温度	4 K
画素サイズ	30 μm
アレイサイズ	1024×1024 ($\times5$)
	(LW 用に 1 個。SW は 4 個を用いたモザイク)

主な観測モードとその仕様

1. **SW 撮像モード**

- 仕様

項目	仕様
波長域	$5-12\mu$m
画素サイズ	$0\farcs18$/pixel
	(回折限界 $0\farcs36$ @ 5 μm)
視野	$6\farcm1 \times 6\farcm1$
波長分解能	$\lambda/\Delta\lambda = 5$

- 検出限界 (1 時間積分、5σ)

波長 バンド	Instrument Limit	Galaxy confusion limit
7 μm	0.16 μJy	0.018 μJy
9 μm	0.32 μJy	0.064 μJy
11 μm	0.53 μJy	0.14 μJy

2. **LW 撮像モード**

- 仕様

項目	仕様
波長域	$12-25\mu$m
画素サイズ	$0\farcs36$/pixel
	(回折限界 $0\farcs86$ at 12μm)
視野	$6\farcm1 \times 6\farcm1$
波長分解能	$\lambda/\Delta\lambda = 5$

- 検出限界 (1 時間積分、5σ)

波長 バンド	Instrument Limit	Galaxy confusion limit
15 μm	0.93 μJy	0.42 μJy
20 μm	1.3 μJy	1.2 μJy
25 μm	1.6 μJy	3.3 μJy

3. **SW 分光モード**

- 仕様

項目	仕様
波長域	$5-12\mu$m
モード	スリット (グレーティング) 分光+一次元撮像 or 多天体分光器 (Micro Mirror Array 使用)
空間分解能	$0\farcs18$ (回折限界 $=0\farcs36$ @ 5 μm)
視野	$6\farcm1$ 長の一次元イメージ (スリット分光の場合)
波長分解能	$\lambda/\Delta\lambda = 2000$
	オプションでより高波長分解?

- 検出限界 (1 時間積分、5σ)

波長帯	ライン検出限界
$5-8.5\mu$m	7.9×10^{-21} W^{-2}
$8.5-12\mu$m	4.4×10^{-21} W^{-2}

4. **LW 分光モード**

- 仕様

項目	仕様
波長域	12-25 μm
モード	スリット (グレーティング) 分光+一次元撮像 or 多天体分光器 (Micro Mirror Array 使用)
空間分解能	$0\farcs36$ (回折限界 $=0\farcs86$ @ 12 μm)
視野	$6\farcm1$ 長の一次元イメージ (スリット分光の場合)
波長分解能	$\lambda/\Delta\lambda = 1000$
	オプションでより高波長分解?

- 検出限界 (1 時間積分、5σ)

波長帯	ライン検出限界
$12-18.5\mu$m	4.1×10^{-21} W^{-2}
$18.5-25\mu$m	3.3×10^{-21} W^{-2}

5. **SW コロナグラフモード**

- 仕様

項目	仕様
波長域	$5-12\mu$m
画素サイズ	$0.05''$/pixel (Diff Limit $0.36''$at 5 μm)
視野	$51''\times 51''$
備考	Apodizing Occulting Disk, Lyot Stop 有

6. **LW コロナグラフモード**

- 仕様

項目	仕様
波長域	$12-25\mu$m
画素サイズ	$0\farcs1$/pixel (Diff Limit $0\farcs86$ at 12 μm)
視野	$102''\times 102''$
備考	Apodizing Occluing Disk, Lyot Stop 有

5.6.2　遠赤外線撮像／分光装置

概要

遠赤外線領域 (波長 $50-200\mu$m) において、今までのミッションよりも、はるかに高感度高分解能の観測を行う機器。観測対象は、低温の熱放射をともなうもの全てであり、太陽系内天体から、遠方の銀河にまでわ

たる。

以下の 2 種類の観測モードをもつ。

1. 回折限界の撮像
   最も基本的な観測モード。Airy Disk を空間的に十分にサンプルする必要あり。

2. 一次元撮像 + 分光
   グレーティングのみによる中分散分光とファブリペローを加えた高分散分光とが行える。中分散分光は一般的な輝線検出を目的とする。一方高分散分光は、輝線プロファイルの分解、等価幅の小さい吸収線の検出などを目指す。

途中の光路の切替えにより、2 つのモードの切替えを行う。

観測器光学系は、再短波長での回折限界像を結ぶ性能を有する必要がある。

観測光学系の温度は 2.5 K 以下。ただし検出器は 2 種類搭載し、短波長用は 2.5 K ±50 mK の温度制御、長波長用は 1.7 K ±100 mK の温度制御を、それぞれ行う。

検出器

項目	バンド	仕様
観測波長域	SW	$50 - 100\mu$m
	LW	$100 - 200\mu$m
検出器	SW	Ge:Ga
	LW	Stressed Ge:Ga
要求される温度	SW	2.5 K
	LW	1.7 K
画素サイズ	SW	0.5 mm
	LW	1.0 mm
アレイサイズ	SW	128×128
	LW	64×64

検出器の例を図 5.33 に示す。

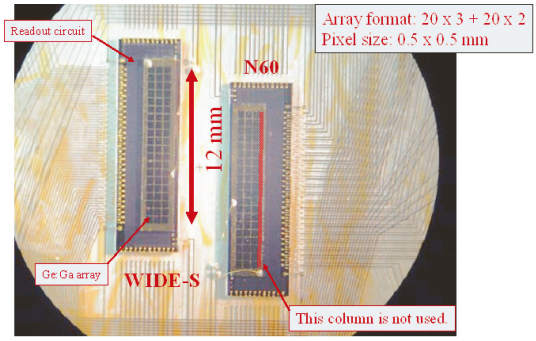


図 5.33: Ge:Ga 遠赤外線アレイ検出器 (ASTRO-F) (カラー 301 ページ)

観測モードと仕様

観測モード	項目	仕様
SW 撮像モード	画素サイズ	$1\farcs8$/pixel (Diff Limit $3\farcs6$ at 50 μm)
	視野	$3\farcm8 \times 3\farcm8$
	バンド数	3 程度
LW 撮像モード	画素サイズ	$3\farcs6$/pixel (Diff Limit $7\farcs2$ at 100 μm)
	視野	$3\farcm8 \times 3\farcm8$
	バンド数	3 程度
SW 分光モード	分光方法	スリット (グレーティング) 分光+ 一次元撮像
	空間分解能	$3\farcs6$
	波長分解能	$R = 1,000$ (グレーティングのみ)
		$R = 20,000$ (ファブリペロー)
LW 分光モード	分光方法	スリット (グレーティング) 分光+ 一次元撮像
	空間分解能	$7\farcs2$
	波長分解能	$R = 1,000$ (グレーティングのみ)
		$R = 20,000$ (ファブリペロー)

遠赤外線分光器としては、フーリエ分光器も検討している。その光学系の例を図 5.34 に示す。

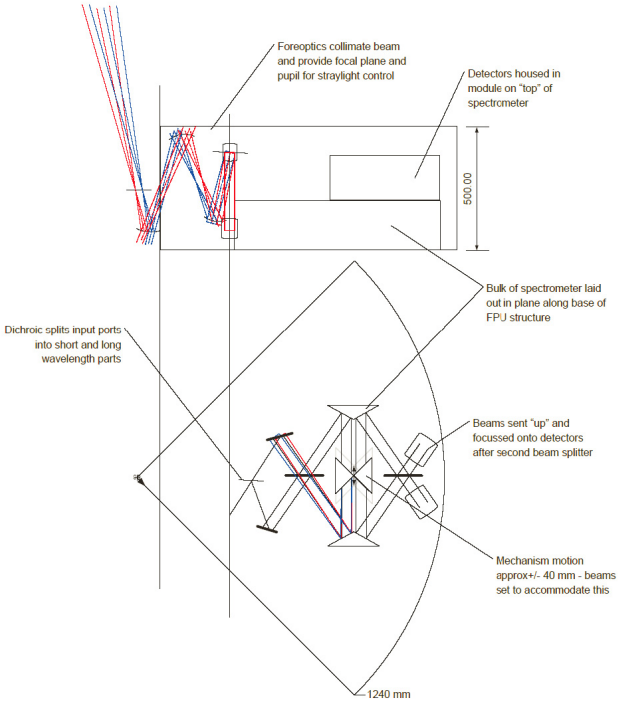


図 5.34: SPICA 用遠赤外線フーリエ分光器光学系

5.6.3 サブミリ波撮像／分光装置 (オプション)

概要

今までにほとんど観測がない短サブミリ波領域 (波長 $200-500\mu$m) において、先駆的な観測を行う機器。観測対象としては、近傍の極低温天体から、遠方の原始銀河にまでわたる。

以下の 2 種類の観測モードを持つ。

1. 回折限界の撮像
   最も基本的な観測モード。Airy Disk を空間的に十分にサンプルする必要あり。

2. 一次元撮像 + 分光
   グレーティングのみによる中分散分光を行う。

途中の光路の切替えにより、2 つのモードの切替えを行う。

観測器光学系は、再短波長での回折限界像を結ぶ性能を有する。

この波長の分光光学系の問題の一つは大型化することである。そこで、その問題を回避するために SPICA むけて提案されているグレーティング方式 (ZSPEC) を図 5.35 に示す。

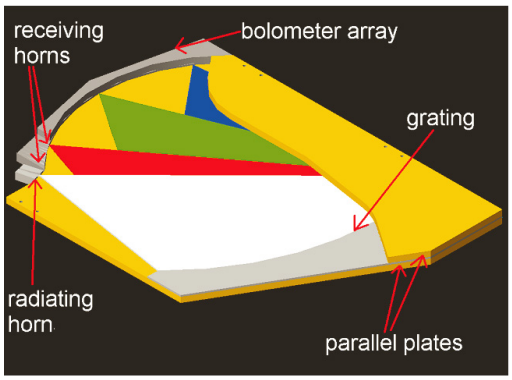


図 5.35: 長波長グレーティングを小型化する提案 (ZSPEC)

観測光学系の温度は 2.5 K 以下。ただし、検出器自身は、より低温を必要とする (下記参照)。

検出器

- 検出器: 案 1

項目	仕様
観測波長域	$200-300\mu$m
検出器	GaAs
要求される温度	1 K
アレイサイズ	64×64

- 検出器: 案 2

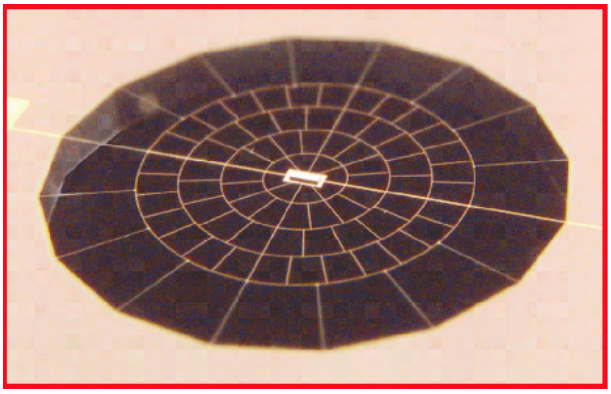


図 5.36: SPIDER web 型のボロメータ

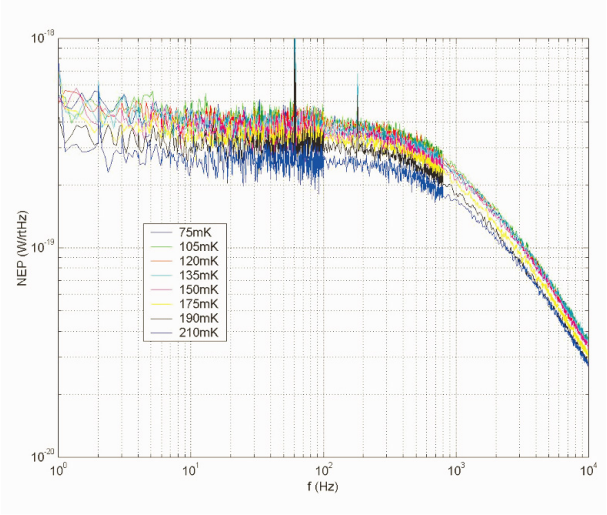


図 5.37: TES 型ボロメータで達成された NEP

項目	仕様
観測波長域	$200 - 500\mu$m
検出器	ボロメータアレイ
要求される温度	$50 - 100$ mK
アレイサイズ	32×32

SPICA 用ボロメータとして提案されている spider web ボロメータの構造を図 5.36 に示す。これは、赤外線に対しては充分な吸収効率をもちながら、宇宙線に対しての反応断面積を大幅に低減させたものである。

この方式の吸収体 を TES (Trasient Edge Sensor) と組み合わせて作動させ、図 5.37 に示すように、すでに 3×10^{-19} W Hz−1/2 という非常にすぐれた NEP を達成している。

観測モードと仕様

観測モード	項目	仕様
高解像度モード	画素サイズ	$5''$/pixel
		(Diff Limit $14''$at 200 μm)
	視野	$5.'3 \times 5.'3$
広視野モード	画素サイズ	$15''$/pixel
	視野	$16' \times 16'$
分光モード	分光方法	スリット (グレーティング) 分光+ 一次元撮像
	空間分解能	$15''$
	波長分解能	$R = 300$

5.6.4 近赤外線撮像装置 (オプション)

概要

他の波長での観測を行っている時に、同時に近赤外線領域 (波長 $2-5\mu$m) において、撮像を行う機器。観測対象は多種多様。

以下の観測モードを持つ。

1. 高分解能の撮像
   最も基本的な観測モード。5 μm での回折限界を目指す。Airy Disk を空間的に十分にサンプルする必要あり。

観測器光学系は、5 μm での回折限界像を結ぶ性能を有する。

観測光学系の温度は 30 K 以下。ただし、検出器自身は 30 K 付近で ± 1 K の温度制御を行う。

検出器

項目	仕様
観測波長域	$2-5\mu$m
検出器	InSb
要求される温度	30 K
画素サイズ	30 μm
アレイサイズ	$1024 \times 1024 \times 4$ (4 個のモザイク)

観測モードと仕様

観測モード	項目	仕様
撮像モード	画素サイズ	$0\farcs18$/pixel (Diff Limit $0\farcs36$ at 5 μm)
	視野	$6.1' \times 6.1'$
	バンド数	K (?), L, M, and Wide($K-M$)

5.7 冷却系

5.7.1 設計思想

従来型赤外線天文衛星の限界

中間-遠赤外線領域は、天文学的に重要な情報を含む波長領域である。そのため、この領域での詳細、高感度観測を可能にすべく、大口径の望遠鏡を搭載した天文台型衛星の実現が切望されていた。

しかしながら、従来の赤外線衛星の設計方針では、その実現は以下のような理由により従来は困難であった。

1. 観測機の冷却に用いる冷媒を保持するために、大きなタンクと重い真空容器が必要であった (図 5.38 左)。
   そのため、衛星が大きく重くなり、限られた打ち上げ能力のもとでは、比較的小口径の望遠鏡しか搭載できなかった。

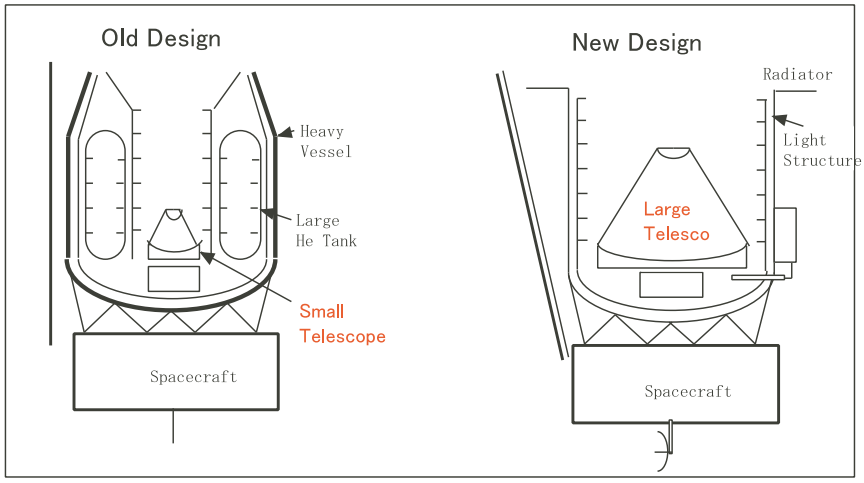


図 5.38: 冷却望遠鏡の 2 つの設計コンセプト。(左) 冷媒を用いる従来が他のコンセプト、(右) 冷媒を用いない新しいコンセプト

2. 地球近傍の軌道をとっていたために、地球光と太陽光とを避ける衛星運用が必要となり、そのために長時間の安定した露出が困難であった。

これらの欠点のため、従来の赤外線衛星では感度、空間分解能ともに不足であり、真の天文台型の衛星の実現が困難であった。

Warm Launch 型の赤外線衛星

従来の赤外線衛星の「大きい、重い」という最大の欠点を克服するために、SPICA では、冷媒を搭載せず、打ち上げ時に観測器を冷却しない “Warm Lanuch” 型の衛星を提案する。冷媒がなければタンクは不要になり衛星は小型化される。さらに、打ち上げ時に観測器が冷却されていなければ、無骨な真空容器外壁は不要になり、衛星は画期的に軽量化される。これらの効果により、衛星全体の重量が同じでも、従来よりもはるかに大口径の望遠鏡の搭載が可能になるはずである (図 5.38 右)。

この概念に基づいた衛星の概念図を図 5.39 に示す。

軌道上での冷却

このミッションは、“Warm Lanuch” であるため、衛星が軌道に投入されてから観測器を冷却する必要がある。そこで、SPICA では、軌道上で以下の 2 つの方式を併用することにより、観測器を冷却する設計方針とした。

1. 放射冷却
2. 機械式冷凍機

特に 1. の放射冷却は重要であり、これを有効に働かせる構造と軌道とを選ぶ必要がある。このうえに 2. の機械式冷凍機を併用して、最終的には望遠鏡を 4.5 K まで冷却する。ただし、ほとんどの熱は放射冷却で捨てるため、望遠鏡の冷却に必要とされる冷凍機の能力はそれほど大きくはない。例えば、JEM 暴露部に搭載される SMILES 用にすでに開発されている JT 冷凍機の能力で、3.5m の望遠鏡を冷却することが十分に可能となる。

分類	項目	要求仕様	検討結果
1. 構造	(1) 形状	ϕ3.5m の望遠鏡を収納可能なこと	同左
		H-IIA ロケット包絡域内に格納可能なこと	同左
	(2) 剛性	機器最小固有値が以下を満足すること (横)18.0Hz 以上 (縦)36.0Hz 以上	解析値: (横)18.4Hz (縦)36.0Hz
	(3) 強度	終極荷重 (各軸 12G) を負荷した場合の各部発生荷重/応力が許容値以下となること	同左
	(4) 質量	1600kg 以下 (暫定:サンシールド除く)	1782kg
2. 熱	(1) 望遠鏡温度	5K 以下に冷却可能であること	同左
	(2)4.5K ステージへの侵入熱	30mW 以下@4.5K	29.98mW 以下
	(3) バッフル温度	TBDK	9.4K 但しバッフル/鏡筒一体化の場合は 18.3K

表 5.5: 冷却系要求仕様

5.7.2 冷却系仕様

上記に述べた設計思想に基づき、この節では、観測系から見た冷却系への要求をまとめる。冷却系に対する要求仕様及び現状での設計検討結果を表 5.5 に示す。

現状では質量要求以外の項目について全て要求仕様を満足する結果が得られており、特に侵入熱評価/剛性評価にあたっては多節点数学モデルを使用した複数ケースでのパラメトリックスタディを実施することにより熱/構造要求を共に満足する解を得ることができた。

なお現状質量については目標値 (1600kg:暫定) を超える結果となっているが、今後バッフル/鏡筒一体化等の検討を進めることにより目標値に近づけることは可能であると考えられる。

冷却方式概要

SPICA においては質量低減及び望遠鏡搭載能力拡大を図るため液体ヘリウム及びクライオスタットを使用せず、常温で打上げを行い軌道上で放射冷却と機械式冷凍機により冷却を行う “warm-launch” 方式を採用する。

図 5.39 に軌道上での熱経路概念図を示す。FPI 及び望遠鏡は鏡筒内に設置されるオプティカルベンチにより支持され、4K 級冷凍機により 4.5K レベルに冷却される。さらに FPI 内の観測機器は 2K 級及び 1K 級冷凍機によりそれぞれ所定の温度に冷却される。オプティカルベンチは CFRP トラスにより鏡筒より断熱支持され、鏡筒及びバッフルは CFRP トラスにより#3 シールドより断熱支持される。またさらに#3 シールドは CFRP トラスによりバス部構体より断熱支持される。鏡筒及びバッフルは望遠鏡 (主鏡及び副鏡) を囲むように設置され望遠鏡への熱侵入を低減すると共に、

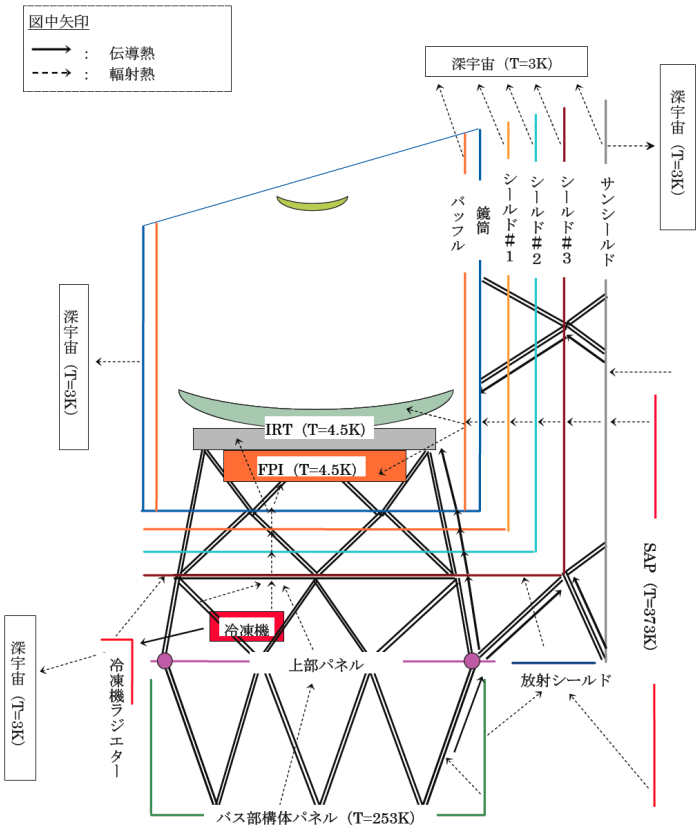


図 5.39: 軌道上での熱経路概念図

深宇宙への放射冷却により 20K レベルに維持される。また鏡筒/バッフルへの熱侵入を低減するため、鏡筒外部には 3 層の放射シールド (#1〜#3 シールド) が設置される。各シールドは側面部の一部を宇宙空間への放熱面としており、深宇宙への放射冷却が行われる。#3 シールド外部には侵入熱低減のため 30 層の MLI が施工され、さらに太陽光入射面にはサンシールドが設置される。サンシールド内側は侵入熱低減のため 30 層の MLI が施工され、さらに外側には銀蒸着 PEI を貼付した 30 層の MLI が施工される。また側面部 (太陽光が入射しない面) は宇宙空間への放熱面としており、深宇宙への放射冷却が行われる。

冷凍機は駆動時に発熱するため排熱システムが別途必要となるが、この排熱については現在 LHP(Loop Heat Pipe) 及びラジエータを使用したシステムが検討されている。冷凍機より発生した熱は LHP によりラジエータに熱輸送され、深宇宙に放熱される。

上記冷却方式により現状では望遠鏡への侵入熱量は 30mW 以下@ 4.5K となり、要求仕様を満足する見込みが得られている。

5.7.3　機械式冷凍機

要求仕様

SPICA の観測系は、望遠鏡部と焦点面観測系に分けられる。この焦点面観測系の検出器として、現在、異なった温度、冷却能力が要求されており、以下のものが、検討されている。

- Si:As (4K 付近、15mW 以下)
- Ge:Ga (2.5K、10mW 以下)
- Stressed Ge:Ga (1.7K、5mW 以下)
- GaAs (1K)
- Bolometer (100mK)
- In:Sb (30K)

各々の検出器の光学系に対しても異なった温度の要求があり、各温度レベルへの冷却は、1K 級、2K 級、4K 級及び 20K 級機械式冷凍機により冷却される。冷却部と冷凍機の関係を表 5.6 に示す。

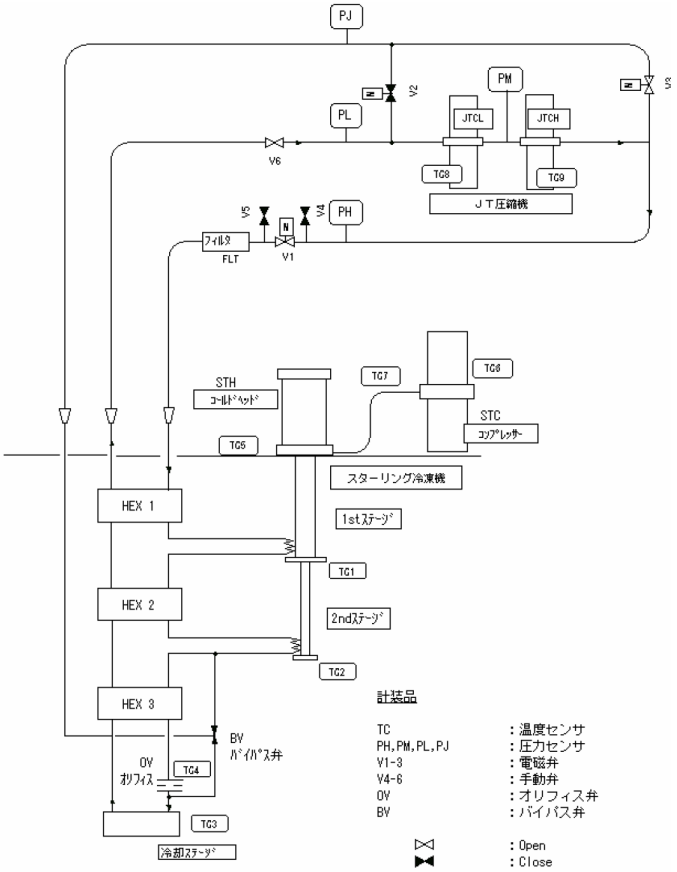


図 5.40: 2 段スターリング冷凍機＋ JT 回路冷凍機 フロー図

冷却方式及び構造

各機械式冷凍機の冷却方式及び構造を図 5.40, 5.41 に示す。

冷却方式及び概要

1K 級、2K 級及び 4K 級冷凍機は、2 段スターリング冷凍機を予冷機として、ジュール・トムソン (Joule-Thomson:JT) 効果を利用した JT 回路冷凍機であり、2 段スターリング冷凍機、JT 圧縮機、熱交換器、ＪＴバルブ (オリフィス)、バイパスバルブ、冷却ステージ及び外部配管系により構成されている (図 5.40 フロー図参照)。また、各冷凍機の冷却方式、構成、消費電力、質量を表 5.7 に示す。

表 5.6: 機械式冷凍機への要求仕様

			要求温度	1K 級冷凍機	2K 級冷凍機	4K 級冷凍機	20K 級冷凍機
望遠鏡			5K 以下	—	—	(予冷 ～) 侵入熱： 15mW 以下	予冷のみ (Heat SW 必要)
中間赤外線撮像/分光装置	観測光学系		10K 以下	—	—	(予冷 ～) 侵入熱： 検出器に含む	—
	検出器 Si:As		4K 付近 ±100mK	—	—	(予 冷 ～) 15mW	—
遠赤外線撮像/分光装置	観測光学系		2.5K 以下	—	(予冷 ～) 侵入熱： 検出器に含む	—	—
	検出器	短波長用 Ge:Ga	2.5K ±50mK	—	(予冷 ～) 10mW 以下	—	—
		長波長用 Stressed Ge:Ga	1.7K ±100mK	(予冷 ～) 5mW 以下： 侵入熱含む	—	—	—
サブミリ波撮像/分光装置 (option)	観測光学系		2.5K 以下	TBD			
	検出器	(案 1) GaAs	1K	TBD			
		(案 2) Bolometer Array	100mK	TBD			
近赤外線撮像装置 (option)	観測光学系		30K 以下	TBD			
	検出器 In:Sb		30K±1K	TBD			
冷凍機実績				12mW@1.7K	15mW@2.5K	30mW@4.9K	300mW@20K

4K 級冷凍機　予冷用 2 段スターリング冷凍機と ^{4}He ガスを使用した JT(ジュール・トムソン) 回路冷凍機から構成される。この 4K 級冷凍機は、ISS/JEM/SMILES におけるセンサ冷却用 (20mW@4.5K) として開発されている。但し、SMILES はミッション期間が 1 年であるのに対し、SPICA は 5 年以上の長期ミッションとなることから、作動ガスの品質保持や圧縮機の安定運転といった冷凍機の信頼性向上が必須となっている。

1K 級冷凍機　上記 4K 級冷凍機をベースにして、1.7K でより高い飽和蒸気圧をもつ ^{3}He ガスを作動ガスに使用した JT 回路冷凍機の開発を進めている。冷却能力は、1.7K で 10mW を開発目標とし、試作品レベルでは、12mW(消費電力 180W 以下) を達成している。JT 回路に使用する JT 圧縮機では、1.7K を達成するために、配管圧力損失を考慮し、6kPa から、0.7MPa まで昇圧させる必要があり、2 段一体

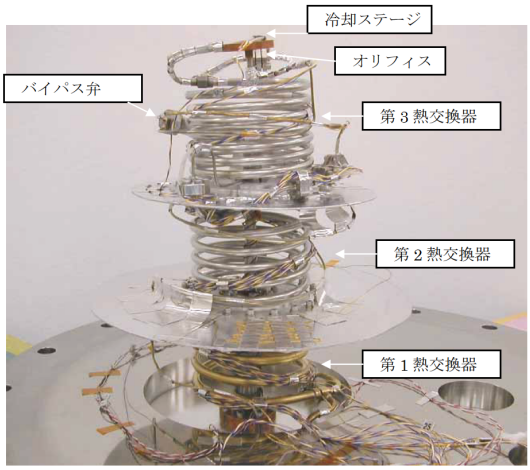


図 5.41: JT 熱交換器、冷却ステージ

型リニア真空ポンプと 2 段一体型リニア圧縮機による 4 段圧縮を行っている。試作した 1K 級冷凍機の写真を図 5.41 に示す。

2K 級冷凍機　上記 2K 級冷凍機をベースにして、作動ガスとして ^{4}He 又は、^{3}He ガスを使用して冷却する。作動ガスについては、トレードオフが必要であり、それぞれの主な長所としては、^{4}He ガスの場合、JT 圧力の高圧化により冷却能力向上が可能なこと、^{3}He ガスの場合は、飽和蒸気圧を高いので、JT 圧縮機への負荷が低減されることが挙げられている。

機械式冷凍機	1K 級冷凍機	2K 級冷凍機	4K 級冷凍機	20K 級冷凍機
冷却方式	2 段スターリング冷凍機 (2ST) を予冷機とした JT 回路冷凍機			逆スターリング
作動ガス	2ST:^{4}He, JT:^{3}He	2ST:^{4}He, JT:^{3}He or ^{4}He	2ST:^{4}He, JT:^{4}He	^{4}He
構成				
2 段スターリング冷凍機	0.1W 以上 @15K 1W 以上 @100K	0.1W 以上 @15K 1W 以上 @100K	0.2W 以上 @20K 1W 以上 @100K	0.2W 以上 @20K 1W 以上 @100K
消費電力	100W 以下	100W 以下	100W 以下	90W 以下
ＪＴ圧縮機	一体型真空及び一体型 JT 圧縮機:各 1 台 (TBD)	一体型真空及び一体型 JT 圧縮機:各 1 台 (TBD)	低圧側及び高圧側 JT 圧縮機:各 1 台	—
吸入圧	8kPa 以下	8kPa 以下 (TBD)	100kPa 以下	—
吐出圧	0.7MPa 以上	0.7MPa 以上 (TBD)	1.6MPa 以上	—
流量	2.23mg/s 以上	3mg/s 以上 (TBD)	6mg/s 以上	—
消費電力	80W 以下	80W 以下	60W 以下	—
熱交換器	型向流 2 重管式 熱交換効率 97%以上 低圧圧力損失 3kPa 以下	型向流 2 重管式 熱交換効率 97%以上 低圧圧力損失 3kPa 以下 (TBD)	コイル型向流 2 重管式 熱交換効率 97%以上	—
温度センサ	9ヶ	同左	同左	5ヶ
ヒーター	TBD	TBD	TBD	TBD
圧力センサ	高圧、中間圧、低圧、バイパス弁操作圧	同左	同左	—
電磁弁	3ヶ	同左	同左	—
フィルタ	1ヶ	同左	同左	—
質量	$<$ 30kg	同左	同左	$<$ 10kg

表 5.7: 各冷凍機の構成、消費電力、質量

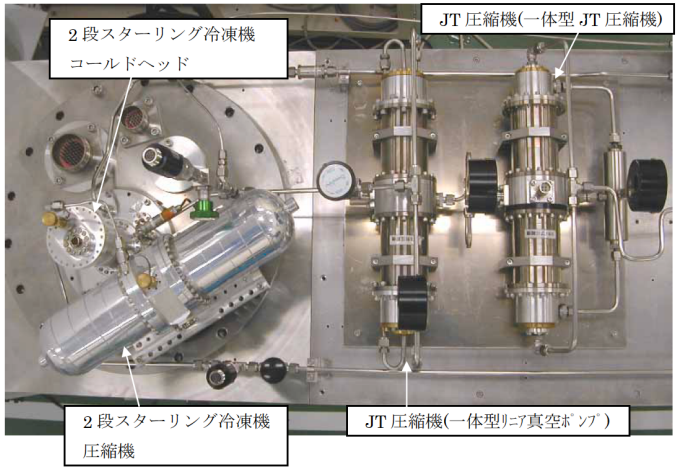


図 5.42: 1K 級冷凍機試作品 (カラー 14)

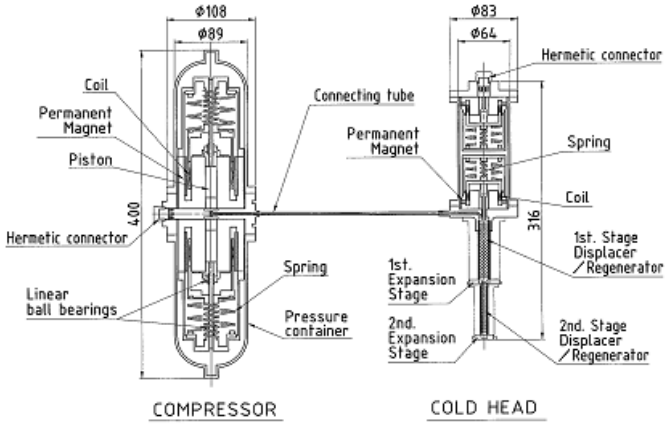


図 5.43: ２段スターリング冷凍機構造図

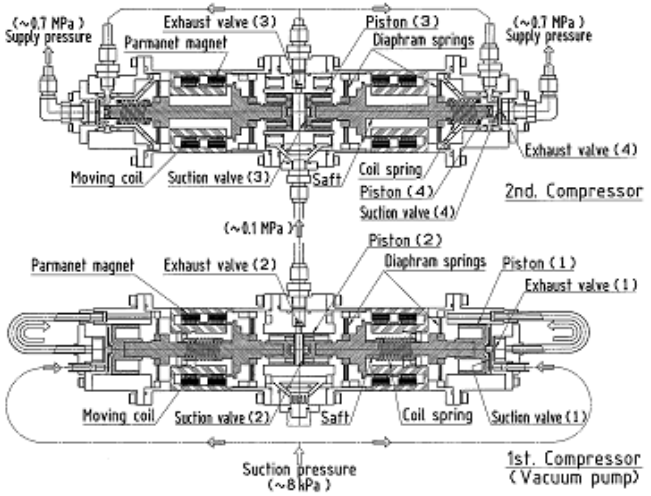


図 5.44: １K級用 (２K級:TBD) ＪＴ圧縮機試作品構造図

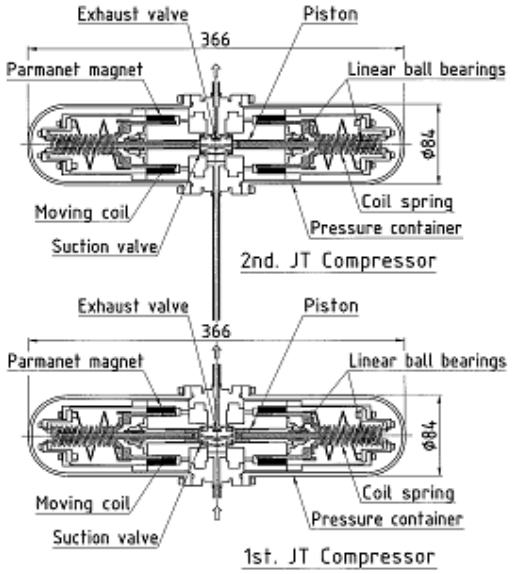


図 5.45: ４K級用 JT 圧縮機構造図

動作概要

2 段スターリング冷凍機　2 段スターリング冷凍機の圧縮機の構造は、ツイン対向型リニア駆動ピストン方式を採用しており、永久磁石内に電磁コイルと同期用バネが付いたピストンがセットされている。この電磁コイルに交流電流を流すことによりピストンの往復運動が得られ、このピストンを同一直線上で互いに反対方向に運動させることにより、低振動の運転が得られる。

コールドヘッドは耐圧円筒シリンダーの内部に 2 個の蓄冷器 (再生熱交換器) を有しており、その蓄冷器を上下移動させる機構は圧縮機と同様のリニア駆動を採用している。

圧縮機のピストンと蓄冷器を 90° の位相差で、正弦波状の動きをさせることにより、スターリングサイクルを近似的に実現し、冷却を行っている (図 5.43 に構造図を示す。)

JT 圧縮機　1K 用 JT 圧縮機試作品の構造、動作を以下に説明する。(図 5.44 参照) 長寿命化を考慮し、圧縮ピストンはフラットスプリング (板バネ) によるクリアランスシール方式を、また、振動レベルを下げるために、1 段側、2 段側共にピストンのツイン対向配置を採用している。約 50Torr のヘリウムガスは外側の 1 段ピストン部の吸気弁より圧縮部に入り、1 段ピストンで圧縮され、排気弁より吐出される。1 段側を出たヘリウムガスは U 字パイプを通って真空ポンプ内部に入る。1 段、2 段の圧縮室を除いて真空ポンプケース内は 1 段吐出圧力となっている。真空ポンプ内のヘリウムガスは中央部の 2 段側ピストン部の吸気弁より圧縮部に入り、2 段ピストンで圧縮され、排気弁より約 0.1MPaA となり、吐出される。約 0.1MPaA のヘリウムガスは一体型ＪＴ圧縮機の内側の 1 段ピストン部の吸気弁より圧縮部に入り、１段ピストンで圧縮され、排気弁より吐出される。1 段側を出たヘリウムガスは配管を通って外側の圧縮部に入る。1 段、2 段の圧縮室を除いて JT 圧縮機ケース内は 1 段吸入圧力となっている。1 段側を出たヘリウムガスは 2 段側ピストン部の吸気弁より圧縮部に入り、2 段ピストンで圧縮され、排気弁より約 0.7MPaA となり、吐出される。

図 5.45 に 4K 級冷凍機用 JT 圧縮機の構造図を示す。

4K 級冷凍機用 JT 圧縮機は、同じ圧縮比を持つ 2 台の圧縮機から構成されており、2 段スターリング冷凍機のコンプレッサーとほとんど同じ構造、及び駆動方式を採用しているが、吸込/吐出用のリードバルブが追加されている点が異なっている。1 台目で He 圧力を約 0.1MPaA から約 0.4MPaA まで昇圧し、2 台目でさらに約 1.6MPaA まで昇圧し、循環させている。(1K 級用 JT 圧縮機同様にフラットスプリングによるクリアランス方式も検討中である。)

冷却　JT 圧縮機で圧縮された He ガスはコイル型 2 重管式の第 2、第 2、第 3 熱交換器で戻りの低圧 He ガスと熱交換し、冷却され、さらにスターリング冷凍機の 1 段、2 段冷却ステージでも冷却される。この冷却された圧縮 He ガスは、オリフィス (約 20〜30μm) において JT 効果 (断熱自由膨張) により低圧のヘリウムミストとなり、液化 He 温度域での冷却能力を発生させる。(冷却温度は、He の飽和蒸気圧に対応する。) 未液化、蒸発した低圧 He ガスは圧縮 He ガスを冷却しながら昇温し、第 3、第 2、第 2 熱交換器の順に低圧側を通って常温となり、JT 圧縮機の低圧側へ戻り、再び JT 圧縮機で圧縮される。

実際の運転では、予冷時は He の JT 効果により温度が下がる領域 (約 30K 以下) までは、第 3 熱交換器の高圧側をバイパスさせて、スターリング冷凍機で冷却ステージを冷却し、その後バイパスラインからオリフィスのラインに外部配管系の電磁弁操作により切り換えて、JT 効果を利用し各要求温度レベルまで冷却する。

4K 級冷凍機については、作動ガスに ^{4}He を使用しているが、1K 級冷凍機については、同流量で比較した場合、冷却能力としては減少するが、同じ飽和蒸気圧における温度が低い ^{3}He を使用することにより、1K 用 JT 圧縮機及び熱交換器の開発を可能にしている。

現状性能及び搭載化のための開発項目　各冷凍機の冷却性能は、初期性能としては、要求仕様を満たす能力が確認されているが、5 年の運用期間を考慮すると、搭載化に向けてさらに検討、開発が必要な項目が残っている。表 5.8 に現状性能及び搭載化のための開発必要項目を示す。

5.7.4 定常熱解析結果

熱解析結果を表 5.9 に示す。表においては各部温度を平均温度として示している。表より、4.5K ステージへの侵入熱は 29.98mW となり、目標値である 30mW 以下となる見込みが得られた。但し現状目標値に対してマージンがほとんどないため、今後さらに侵入熱を低減するため以下について引き続き検討を実施していく必要があるものと考えられる。

FPI 発熱量の低減化 現状 FPI 発熱量は暫定値として 15mW と見積もられているが、侵入熱量目標値 30mW の半分を占める数値となっている。この発熱量については今後 PI 殿にて詳細検討を実施頂き、低減化について御検討頂きたいと考える。

鏡筒温度の低減化 (バッフルとの一体構造検討) 4.5K ステージへの侵入熱は鏡筒からの支持構造トラス (CFRP サポート) による伝導が支配的となっており、この侵入熱量をさらに低減する必要がある。これについては現状構造上の制約 (剛性、強度) よりサポート形状/材質の変更は困難であるため、鏡筒及びバッフルを一体構造とし、鏡筒温度を低減することにより侵入熱量を低減する方法も一案と考えられる。この構造変更による侵入熱低減量は約 1.6mW と推定され有効な方法であると考えられるが、鏡筒/バッフル温度が約 18K となるため検出器に与える影響も考慮し今後検討を進める必要があるものと考えられる。

表 5.8: 現状性能及び搭載化のための開発必要項目

<table>
<tr><td></td><td>1K 級冷凍機</td><td>2K 級冷凍機</td><td>4K 級冷凍機</td><td>20K 級冷凍機</td></tr>
<tr><td>構成</td><td>2ST+^{3}HeJT</td><td>2ST+^{3}HeJT or
2ST+^{4}HeJT</td><td>2ST+^{3}HeJT</td><td>2ST</td></tr>
<tr><td>同等品搭載実績</td><td>なし</td><td>なし</td><td>JEM/SMILES
200?年打ち上げ予定
運用 1 年</td><td>ASTRO-F
200?年打ち上げ予定
運用 1.5 年以上</td></tr>
<tr><td>要求冷却能力</td><td>5mW @ 1.7K</td><td>10mW @ 2.5K</td><td>30mW <5K</td><td>200mW @ 20K</td></tr>
<tr><td>運用期間、侵入熱を考慮した場合の必要初期冷却能力</td><td>10mW</td><td>15mW</td><td>50mW</td><td>200mW</td></tr>
<tr><td>実績値
(Top Data)</td><td>12mW</td><td>15mW(^{4}He)</td><td>20mW @ 4.5K,
30mW @ 4.9K</td><td>300mW</td></tr>
<tr><td>消費電力 (冷凍機ドライバ部除く)</td><td>< 180W</td><td>TBD</td><td>< 160W</td><td>< 90W</td></tr>
<tr><td rowspan="4">搭載化に向けた課題
JT 圧縮機低消費電力化
2ST 低温化</td><td>高効率化
方式の決定
・2ST 低温化 →^{4}He 有利</td><td>冷却能力 Up 対策
2ST 低温化
JT 圧縮機流量 Up
ＪＴ圧縮機高圧化</td><td rowspan="2">ヒートスイッチ</td><td rowspan="3"></td></tr>
<tr><td colspan="2">低圧駆動バイパス弁の開発
^{3}He ガス精製
運用方法の確立</td></tr>
<tr><td colspan="3">信頼性実証モデルによる連続運転評価
JT 圧縮機の低温化対策 (環境温度:200K(TBD))
バルブ要素開発試作
低温環境における冷却性能実証
JT 系サイジング検討
冷却性能向上 2ST による冷却性能向上の確認
耐振性に優れた自立型 JT 系の検討</td></tr>
<tr><td colspan="4">5 年寿命に対する技術的な検討とその検証方法
冗長系の考え方: (例) 各冷凍機を 2 セット。軌道上でのガス交換他
冷凍機全体システムコンフィギュレーション</td></tr>
</table>

5.7.5　固有値解析結果

固有値解析結果を表 5.10 に示す。表より、1 次固有値は縦横方向ともに要求仕様値以上となる見込みが得られた。但し現状では要求仕様値に対してマージンが少なくなっているため、今後以下について引き続き検討を実施していく必要があるものと考えられる。

5.8　ミッション運用概要

衛星システムの運用方法の概要について述べる。

5.8.1　運用期間

SPICA ミッションは、国際的天文台となり、数多くの画期的な観測を行うことが期待されている。また、近い将来に SPICA を全面的に上回るミッションが打ち上げられる可能性も低い。したがって、SPICA の観測運用は、できる限り長期間行いたい。

現在の検討では、初期の軌道投入時期を除いて、観測期間として最低 5 年間、できれば 10 年間を確保することを目標とする。したがって、寿命に限りのある要素は、冗長系等を採用することにより、システム全体で、上記の寿命を達成することを目標とする。

表 5.9: 定常熱解析結果

各部名称	温度 (K)	各部名称	温度 (K)
10. FPI	4.5	80. サンシールド	135.5
20. 主鏡	4.5	81. サンシールド MLI(太陽側)	217.1
22. 副鏡	4.5	911. 放射シールド冷却系内側	193.0
25. バッフル	9.4	910. 放射シールド冷却系外側	153.1
30. 鏡筒	22.4	912. 放射シールドバス外側	197.7
50. シールド#1	41.5	921. 上部パネル	244.1
60. シールド#2	60.6	931. 冷却系支持点	242.8
70. シールド#3	85.3	941. バス部トラス	252.6
71. シールド#3MLI	135.5	951. バス構体パネル	253.2
75. CFRP トラス中間	201.7	900. SAP	373.0
90'. 冷凍機ラジエータ MLI	193.5	冷凍機発熱	529W
90. 冷凍機ラジエータ	243.7	4.5K ステージ侵入熱	29.98mW
85. 冷凍機	284.4	4.5K ステージ侵入熱目標値	<30mW
81'. サンシールド MLI(反太陽側)	113.2		

* 各部温度は平均温度を示す

表 5.10: 固有値解析結果

方向	1 次固有値 (Hz)	要求仕様値 (Hz)
X(横)	19.9	18.0
Y(横)	18.4	18.0
Z(縦)	36.0	36.0

5.8.2 軌道

S-E L2 概要

このミッションの観測軌道としては、「太陽 – 地球」系のラグランジュ点のうちの L2 (以下 S-E L2) を想定している。

S-E L2 点は、天体観測、特に赤外線天体観測にとっては、以下の理由から、大変に有利な軌道である。

1. 赤外線衛星の大敵であった地球の見かけの大きさが、非常に小さくなり、かつ太陽とほぼ同じ方向になるため、衛星への熱入力が大幅に減少し、放射冷却が有効に働く。
2. ある時点における観測不能天域が「太陽 – 地球」方向を中心とする特定の方向のみに限られるため、観測可能な天空の領域が広く、かつ長時間の積分が可能である。

一方、この軌道にはいくつかの留意点もあるが、以下のように、大きな問題とはならない。

1. S-E L2 は摂動に対して不安定であるが、この周りに衛星を維持しておくために必要な制御量は極く小量である。具体的には、一年間あたりの制御量は、静止軌道の南北制御に必要な量の約 1/10 である。
2. S-E L2 は、地球から 150 万 km と遠方にあるが、比較的大きな重量が投入できる。同じ能力のロケットでも、投入方法によっては、静止軌道に投入するよりも重い衛星を S-E L2 に投入することが可能である。

実際の観測軌道は、S-E L2 点そのものではなく、そのまわりのリサジュー軌道またはハロー軌道とする。その理由は以下である。

1. 常時電力確保
2. 通信系の太陽電波との干渉の回避

観測軌道への投入

観測軌道への投入方法は、以下の観点から選択されねばならない。

- 衛星本体に、過度の負担 (構造的、電力的、熱的、機能的) を強いないこと。
- 軌道投入が確実に行われること。
- 上記の条件を満たしながら、観測軌道にできる限り重い重量を運搬できること。

観測軌道への投入手順の詳細は、今後の軌道計画検討を待たなければならないが、現時点では、以下を想定している。

1. HIIA ロケットにより、衛星を中間的トランスファ軌道 に投入する。
2. 中間的トランスファ 軌道の遠地点において、アポジモーター (または衛星搭載推進系) により、S-E L2 への最終的な トランスファ軌道に移行。この過程において、有効であれば、月によるスイングバイ等も利用。
3. 衛星搭載推進系により、最終的トランスファ軌道から、観測軌道へと移行。

打ち上げから最終的な観測軌道への到達時間は、一般的には短いほうが好ましい。一方、観測系の放射冷却は、観測軌道に到達する前のトランスファ軌道から始められるが、それにはある程度の期間が必要である。上記の 2 つの条件を考慮し、打ち上げから最終的な観測軌道への到達時間は、1ヶ月から半年程度の間を想定している。

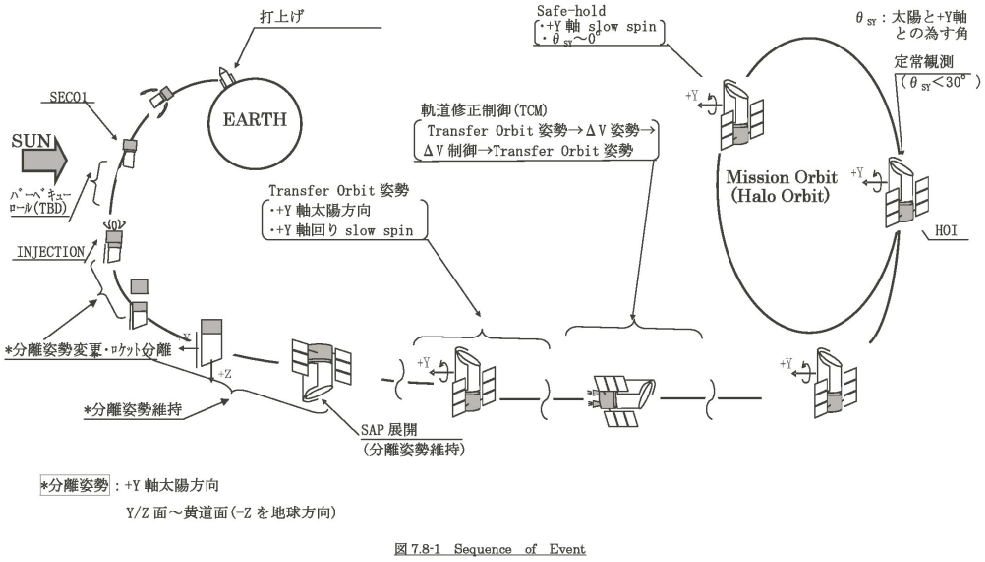


図 5.46: 時刻とイベントの対応表 (SOE : Sequence of Events)

トランスファ軌道飛行中も、衛星の最低限の電力、機能を維持しなければならない。また、トランスファ軌道飛行中も、観測系の放射冷却ができるよう、適切な衛星姿勢が維持されることが望ましい。

これらのことを考慮して、図 5.46 に打ち上げ後、定常観測までに想定される時刻とイベントの対応表 (SOE : Sequence of Events) を示す。

軌道保持

上記のように、実際の観測軌道は、S-E L2 まわりのリサージュ軌道またはハロー軌道となる。しかしながら、上にも記したように、常に通信系の太陽電波との干渉を回避するためには、軌道保持の必要がある。そのためには、5m/s/year 程度の軌道制御が必要になる。

軌道制御は、衛星に搭載された推進系によって行う。ただし、それには以下の条件を考慮する必要がある。

- ミッション光学系は、極低温に冷却されている。したがって、一般的な化学推進システムの場合には、吹き出したガスにより、光学系が汚染される可能性がある。これをどのように回避するか。
  - 汚染がおきない、推進系 – 観測系構成をとることができるか。
  - 汚染がおきるとすると、光学系を暖め、再冷却する必要がある。それによる観測時間の損失を、いかに最小にするか。
  - 電気推進などを用いることにより、汚染を最小にできないか。
- 軌道制御の際には、姿勢を変更させる必要があるか。それにより、衛星全体、特に観測系の熱バランスが崩れる可能性はないか。もし熱バランスが崩れるとすると、回復に過度の時間が必要にならないか。

表 5.11: 次世代大型ミッションの比較

	SPICA	JWST	Herschel
望遠鏡口径	3.5 m	∼ 6m	3.5 m
望遠鏡温度	**4.5 K**	80 K	<40 K
主たる波長域	中間・遠赤外線	近赤外線	サブミリ波
打ち上げ予定	2012	2011	2007

5.8.3 観測運用

SPICA は天文台型の衛星である。すなわち、無条件に全天をサーベイすることは行わず、特定の (ただし全天に分布する) 天体の詳細観測を中心に行う。

発生電力の確保、および観測系への熱負荷の軽減のため、SPICA がある時期に観測可能な天体は、太陽方向に直交した大円を中心として、±30° 程度の領域に含まれる天体に限られる。実際には、この観測可能領域のなかの特定天体の指向観測を行うことになる。ひとつの天体の観測は、1 時間から数日続く。すなわち、望遠鏡は、ひとつの方向を、これだけの期間見つづけることになる。

観測軌道投入までの初期の地上からの運用方法は、初期の衛星の手順に大きく依存するが、ここでは詳細に触れない。

観測軌道に到達した後の観測期間中は、ひとつの地上局からは 8 – 10 時間程度、適度に離れた 3 局があれば 24 時間中、地上とのコンタクトをとることが可能になる。

5.8.4 contingency

SPICA は、S-E L2 という地球から遠い軌道に投入されるため、運用途中での修理等は不可能である。HST がスペースシャトルを利用して修理されたケースとは異なる。したがって、まず衛星本体としては、故障をおこしにくい高い信頼性が要求される。さらに、想定される事故、ミスに対して、万全の備えが必要である。特に、初期の軌道投入には、長い時間が必要であるので、十分な信頼性確保が必要である。

5.9 SPICA の国際的位置づけ

5.9.1 国際的役割分担

SPICA は、単に日本の次期赤外線ミッションというだけではなく、世界の天文学観測戦略の一環を担う重要な国際ミッションである。

次の 10 年間には、表 5.11 に示すように、表 SPICA に加えて、ヨーロッパが Herschel Space Observatory (以後 Herschel) を、アメリカが James Webb Space Telescope (以後 JWST) を、それぞれ打ち上げる。

Herschel も JWST も非常に強力な観測機器ではある。しかしながら、どちらも中間・遠赤外線の波長域からすると、非常に温度の高い望遠鏡を備えている。これらの望遠鏡からの熱放射は、天体からの放射 (自然背景放射) に比べ、何桁も強い。したがって、これらの望遠鏡は、中間・遠赤外線の領域では、理想的な感度よりも何桁も感度が悪化してしまう。

一方、SPICA の最大の特徴は、望遠鏡を 4.5 K まで冷却することである。したがって、自然背景放射の揺らぎできまる理想的な感度に近づくことができる。したがって、図 5.3 に示すように、中間・遠赤外線領域において、他のミッションよりも 2 桁以上優れた感度を有する。

表 5.12: 中間・遠赤外線ミッションの系譜

ミッション名	打ち上げ	推進母体	望遠鏡規模	望遠鏡温度
すでに打ち上げられたミッション				
ISO	1995	ヨーロッパ	0.6 cm 単一鏡	2 K
SPITZER	2003	アメリカ	0.85 m 単一鏡	6-10 K
これから打ち上げられるミッション				
ASTRO-F	2005 年度?	日本	0.7 m 単一鏡	6 K
計画中のミッション				
SPICA	2012	日本	3.5 m 単一鏡	4.5 K
SAFIRE	2020 ?	アメリカ	10 m 分割鏡	< 6K
SPECS	2020 以降	アメリカ	3.5 m $\times$ 3 干渉計	<6K
Cosmic Vision の一環	2020 以降	ヨーロッパ	10 m クラス	< 6K
Cosmic Vision の一環	ヨーロッパ	3m クラス $\times$? 干渉計	< 6K	

このように、SPICA は、Herschel, JWST と相補的な関係にある。逆に言えば、赤外線領域を全てカバーするためには、これら 3 つのミッションが全て必要であるということであり、どのミッションが欠けても、天文学の観測上は大きな痛手となる。

このように、SPICA は国際的な戦略のなかで、重要な位置を占めているミッションである。

5.9.2　国際的ロードマップ

ここで、逆に中間・遠赤外線に最適化した冷却望遠鏡 (< 10 K) のミッションの世界的動向について、表 5.12 にまとめる。

すると、SPICA を境界として非常に大きなジャンプがおきていることが分かる。これは SPICA 以降のミッションが、SPICA 同様に冷媒を用いない冷却方式を採用しようとしており、それにより望遠鏡の大型化をはかっているからである。

しかしながら、SPICA がないとすると、表 5.12 には 2 つの大きな問題があることがわかる。

1. 1m 以下の望遠鏡の実績しかないところに、いきなり 10m 以上の望遠鏡を作ることが計画されており、技術的にも科学的にも飛躍が大きすぎる。

2. 次の欧米の計画は全て 2020 年以降であり、ミッションの間隔が長すぎる。これは、科学の進歩という面からも、技術開発という面からも、あまりにも間隔が長すぎる。

SPICA は、適正な規模の飛躍を、迅速に行うことを目指したものであり、まさに、この 2 つの問題を解決するものである。その意味においても、SPICA は世界の中間・遠赤外線コミュニティ にとって、技術的にも科学的にも極めて重要なマイルストーンであるとみなされている。

5.9.3　国際協力

上記のような重要性に鑑み、SPICA は当然のことながら、国際ミッションとなる。すでに、具体的に国際協力が進められている。現在検討中の SPICA の概念設計は、この国際チームの共同作業の成果である。

サブミリ波観測機: アメリカとの協力

NASA/JPL のグループが中心となり (P.I. Matt Bradford, JPL)、SPICA にサブミリ波分光器を搭載することが検討されている。これは、BLISS (Background Limited SpectroScopy) という名前のプロジェクトとして、2004 年春に、NASA HQ に対して、プロポーザルを提出し、NASA の次世代観測機器の範疇である Hubble Origins Probes の一つとして、概念設計の予算が採択された。

遠赤外線分光観測機: ヨーロッパとの協力

Herschel の観測機器を開発しているグループが中心となり、遠赤外線の分光器を SPICA に搭載することが提案されている。

このグループは、Herschel の焦点面機器の一つである SPIRE を作ったチームが中心となり (P.I. Matt Griffin, Cardif University, UK)、イギリス、フランス、オランダ、ドイツの４カ国によるコンソーシアムが形成されている。SPIRE の開発の経験を生かして、SPICA に分光器を搭載することにより、Herschel/SPIRE よりも 2 桁以上感度を向上させれるということで、技術的な継承の面でも、科学的な面でも、現在の彼らの活動の自然な延長として、SPICA が位置づけられている。

ヨーロッパから日本へのプロポーザルが 2005 年 3 月を目標に用意されている。ここで合意に至れば、各国への予算請求を行うことになっている。

近・中間赤外線観測機：韓国との協力

韓国との間では ASTRO-F に関して、ソフトウェアの開発を中心とした共同研究を行なって来た。この延長として、韓国としては SPICA のハードウェアの開発に参加したいという強い意向がある。すでにそのためのワーキンググループが韓国で形成され、日韓の研究者の相互交流が活発に行なわれている。

この活動をより一層推進するために、宇宙航空研究開発機構・宇宙科学研究本部と韓国国立天文台 (当時、現在の Korea Astronomy and Space Science Institute) との間で、赤外線観測機器の開発を共同で進めることについて、LOA (Letter of Agreement) が 2004 年 7 月に交わされた。近・中間赤外線領域の撮像・分光装置が共同開発の候補の一つである。

5.10 日本の宇宙科学、宇宙開発における位置づけ

5.10.1 新しいカテゴリーの提案

SPICA は科学衛星として今までにない大きな規模のものである。これは科学衛星として新しいカテゴリーを提案するものである。

日本の従来の科学衛星は、打ち上げ手段がある程度固定されていたため、その大きさが、目的ではなく、打ち上げ手段で決まることが多かった。

しかしながら、本来、科学衛星の規模と言うものは、その目指すところにより決められるべきものである。その意味においては、目的に応じて、従来よりも大きな衛星も、小さな衛星も、どちらの方向にも多様性をもった規模の衛星が打ち上げられることが、健全な科学研究という観点からは望ましい。

2003 年の宇宙 3 機関の統合、および JAXA の誕生は、科学衛星の多様化へ可能性を拓きつつあるものであるといえる。今までは独立に開発されてきた M シリーズと HIIA シリーズのロケットが、統合後は JAXA として統一して運用されることになった。したがって、科学衛星としてもある程度打ち上げ手段を選ぶことができるようになることが期待される。すなわち、目的に応じて、科学衛星の規模を選ぶことができるようになる道が拓かれつつあるのである。

SPICA は、このような流れの中で、従来の科学衛星よりも「大きな」規模の衛星を提案するものである。打ち上げロケットとしても、M-V ではなく、HIIA ロケットを用いることを提案している。

宇宙からの天体観測にとって、口径の「大きな」望遠鏡を実現することは、あらゆる面において重要である。SPICA は、日本が「巨大望遠鏡を宇宙にあげる」という端緒を拓こうとするものである。日本の科学衛星が、さまざまな規模の多様性をもち、健全の発展をとげていけるよう、SPICA が一助となれば幸いである。

5.10.2　宇宙開発の将来を拓く SPICA

SPICA は、上記のように宇宙科学の将来を切り開くのみならず、宇宙開発の将来をも切り拓くことが期待されている。

従来の科学衛星の規模を超えるミッションを実現しようとすれば、宇宙科学で第一級の成果を挙げられるのは当然として、それにくわえて、日本の宇宙開発をも牽引していくことが求められることになる。

SPICA は、以下の 2 つの側面から、日本の宇宙開発の未来を拓くことに貢献したいと考えている。

1. **新生 JAXA の新しい可能性を示す**
   2003 年 10 月に、新しい宇宙機関 JAXA は誕生した。しかし、統合後 1 年以上経過したが、統合ならでは新しい可能性を提示するには、未だいたっていない。
   SPICA が実現すれば、これは確実に、新しい宇宙機関ならでは可能性を示すことになる。さらに、SPICA がもたらすであろう宇宙の数々の迫力あるイメージは、多くの人々に、日本の科学技術の水準の高さを再認識させ、日本が自分自身への信頼をとりもどす一助となり得る。

2. **宇宙科学と宇宙開発の発展**
   SPICA は大型の望遠鏡を搭載するミッションである。そのために、軽量鏡や高精度姿勢制御技術など「鍵」となる重要技術を開発する。したがって、SPICA の実現は、同様に大型の望遠鏡を搭載する、将来の天文ミッション (例えば JASMINE や TPF) への直接の道を拓くものになる。
   さらに、大型望遠鏡の需要は、天体観測にとどまらず、地球観測にも適用できる。SPICA の実現により、静止軌道からの高精度常時日本観測など、今までにはない全く新しいミッションへの道を拓くことにもなる。

このように、SPICA の実現は SPICA 単体に終わらず、日本の宇宙科学、宇宙開発の未来への重要な第一歩となるものである。

5.10.3　新しい開発体制の提案

SPICA のような大きなミッションになると、その実行体制についても新しい仕組みが必要となる。SPICA を契機として、(旧) 宇宙研の衛星開発方式と、旧 NASDA の衛星開発方式の良いところをくみあわせ、新しい衛星開発のモデルを提案することを目指している。

日本の宇宙科学衛星は、今までは、すべての研究者がとりしきってきた。限られた人数の熱心な研究者がチームのコアとなり、観測機器のみならず、衛星全体の開発をとりしきってきた。関与する人数が限られることから、比較的小型の衛星の開発に対して、この方式は大変に効率よく働いてきた。

しかしながら、衛星の規模が大きくなってくると、このいわば「家内制手工業」的な方法では対応できなくなってきている。最近の M-V で打ち上げられている科学衛星は、まさに、この方式の限界に達してきている感がある。

SPICA は、従来の M-V クラスの衛星の規模を、超えるものである。したがって、従来の「家内制手工業」的な開発方法では、対応できないことは明らかである。

(旧) 宇宙開発事業団は、従来から大きな衛星の開発を、システム・エンジニアリングの手法を屈指して開発してきた。その経験は、SPICA の開発にあたって、大変に貴重なものである。

しかしながら、(旧) 宇宙開発事業団方式にも、いくつかの問題があることも事実である。特に、開発効率の観点からは、疑問である点も少なくない。例えば、膨大な書類の量などは、その一例である。そのため、、(旧) 宇宙開発事業団方式では、(旧) 宇宙研方式に比べ、衛星開発のコストは、かなり高騰してしまうということは事実であった。

そこで、SPICA を JAXA としてとりくむ最初の科学衛星と位置づけ、(旧) 宇宙開発事業団のシステム・エンジニアリング的な手法をとりいれつつ、(旧) 宇宙研方式の機動性の良さを併せ持った開発方式を、SPICA では模索して行きたい。この成果は、今後の科学衛星の開発に生かされるのはもちろんのこと、JAXA 全体の衛星開発の仕方も、改善する力としていきたい。

5.10.4 JAXA 統合効果としての SPICA

我々は、**SPICA を統合 JAXA の試金石**としたいと考えている。JAXA に統合することにより、新しい可能性が開けたかどうかを、我々は問われている。新しい可能性を開くためには、科学衛星、試験衛星、実用衛星の枠を越えた協力体制が身を結ぶことが必須である。

SPICA の研究開発では、すでに統合前から、旧 NASDA との研究協力を進めてきた。具体的には、熱系の共同開発研究を現在の技術総合研究本部と、さらに軽量望遠鏡の開発については現在の利用推進本部との協力を、それぞれ進めてきた。

統合に伴い、この協力関係をより広範囲に進めることが合意されている。その方針は、「総合技術研究本部の赤外線天文衛星 (SPICA) 計画への技術協力について」(平成 16 年 2 月 3 日、第 15-9 回 総合技術研究本部宇宙部会) の中で、以下のように述べられている。

1. 総合技術研究本部は、SPICA 計画に全面的に協力する。
2. 総合技術研究本部内に「SPICA 計画協力チーム (仮称)」を構成し、SPICA 計画に関する技術協力を行なう。

これらの、JAXA 内他本部との協力では、まず人的・技術的リソースの有効活用をはかり、今までにできないミッションを可能にすることを目指す。同時に、特にバス部については、他衛星との共同開発により大幅なコスト削減および開発リスクの軽減をはかることを狙っている。

5.11 年次計画

5.11.1 年次計画

年度	作業内容
-2003 年度	最大の critical 要素の基本的実証
2004 年度	ミッション・プロポーザル作成
2004-2006 年度	本提案 (フェーズ A)
	研究終了時までに全開発要素の TRL5 以上達成を目指す
2006 年度	PM 移行審査
2007-2009 年度	PM 製作、試験
2010-2012 年度	FM 製作、試験
2012 年度後半	打上げ

5.11.2　他のミッションとの関係

サイエンスの面はもちろん、技術的にも SPICA は ASTRO-F と関係が深い。ASTRO-F は、現状では 2005 年度内の打ち上げを目指している。この場合、2007 年度前半には、ミッションの主要部分が終了する予定である。このことから、

1. ASTRO-F のサイエンスの成果を、SPICA の設計に反映させられること
2. ASTRO-F 搭載機器の軌道上での性能評価の結果を、SPICA の設計に反映させられること
3. SPICA/PM フェーズの開始を、ASTRO-F ミッションの大半が終了した後に始めること

を考慮して、上記の年次計画を設定した。

第6章　JASMINE計画

6.1　JASMINE計画の要旨

夜空にきらめく天の川はその雄大さと美しさ故に、古来より人々を魅了してきた。現在では、天の川は星が約 2000 億個も集まった集団 (天の川銀河または銀河系と呼ばれる) の中で星が数多く集まっている部分 (円盤 (ディスク) 部分と銀河中央にあり膨らみのあるバルジ部分) であることが分かっている。我々の太陽系は、そのディスクの中に存在している (図 6.2 参照)。しかし、意外にもこの天の川の本当の姿はまだ分かっていない。それは太陽系近傍の星までの距離や星の運動しか分かっていないからである。もし、天の川銀河内の遠くの星までの距離や星の運動が分かれば、天の川銀河の厳密な構造や特徴が解明できる。つまり、距離と天球上の位置 (地球からみて星がある方向) によって当然、星の空間分布が分かる。さらに、星の運動情報が加味されると、暗くて見えない星やダークマター (暗黒物質) の存在量や分布まで評価することが可能となる。また、天の川の構造以外に星の形成史の情報を加味すると天の川銀河の形成史を物語る情報を得ることができる。さらに、様々なタイプの星までの距離が正確に分かると、星の本当の明るさや星が出しているエネルギーが正確に分かる。この情報は、星の形成や進化、変光星や惑星系などの天体の研究にとっても重要であり、本当の明るさを使って、遠くの銀河までの距離を推測することもできる。このように、星までの距離や運動によって、天の川銀河の構成天体自体の解明が進む。また、重力レンズ効果、それによる一般相対論の検証など基礎物理学の発展への寄与も期待されている。

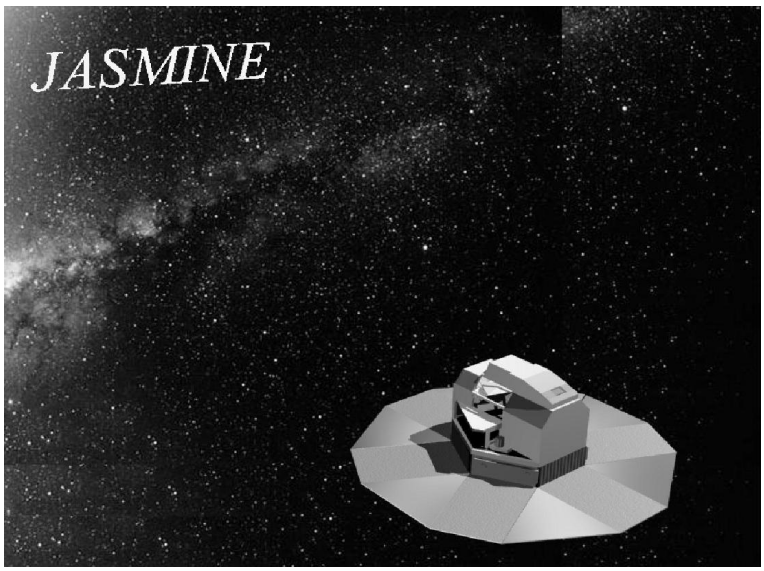


図 6.1: 天の川と JASMINE 衛星 (カラー 14 ページ)

さらに、ここで強調しておきたいのは、天の川銀河を知るということは、他の銀河や宇宙初期での銀河の形成・進化を知る上でも重要な情報を知ることを意味する。天の川銀河は、多くの銀河の中のたった１つのサンプルにすぎないが、天の川銀河もこの宇宙で生まれ進化し、その形跡を中に留めている。さらに、星やダークマター等、宇宙に普遍的に存在する天体も天の川銀河は多く含んでいる。従って、天の川銀河を解明することは、天の川銀河内にある様々な構成天体の解明や、天の川銀河の構造や形成史を知ることに留まらず、宇宙初期での銀河の形成や銀

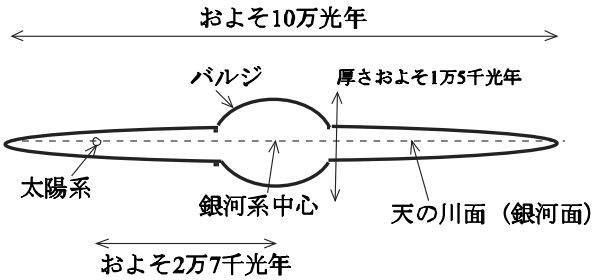


図 6.2: 天の川銀河の断面 (予想図)

河進化、そして宇宙そのものを解明することにもつながる。また、天の川銀河のみが、我々が近未来に詳細に観測し内部を詳細に知ることができる唯一の銀河でもある。

以上のように天の川銀河内の星の距離や運動を知ることが天文学にとっては貴重な基本情報となる。もちろん、星の色や視線速度、金属量などの星の基礎情報も必要な重要情報であるが、さらに星までの距離と視線に垂直方向の速度成分 (横断速度) を高精度で求めることが必要なのである。

さて、星までの距離を正確に測定する方法は、三角測量である。つまり、地球が太陽の周りを公転し位置を変えることにより、星の天球上での位置がわずかにずれるが、そのずれ (年周視差) を測る。年周視差が小さいほど星は遠くにある。しかし、星は遠くにあるため、その視差はほんのわずかであり、正確に測定するのは大変困難である。例えば、地上では大気のゆらぎがあるため、精度には限度がある。そこで、1989 年にヨーロッパ宇宙機関がヒッパルコス衛星という位置天文観測衛星を打ち上げ、いよいよスペースでの観測がスタートした。地上より飛躍的に精度が上がり、画期的であった。しかし、そのヒッパルコスでさえ、測定精度は 1 ミリ秒角であり、太陽系から 300 光年以内しか年周視差で正確に距離を測定できていない。天の川銀河の中心まで約 2 万 7 千光年もあるので、天の川銀河の全容解明にはほど遠い。そこで、JASMINE(ジャスミン) と呼ばれる赤外線位置天文観測衛星を計画し、ヒッパルコスより 100 倍の精度向上、つまり 10 万分の 1 秒角 (地球からみ

項目	仕様
観測装置	
光学系のタイプ	3 枚鏡系
主鏡の口径 D	1.5m
主鏡の有効面積 A	1.55m^2
ビーム混合鏡の数	2
ビーム混合鏡のサイズ	1.5m×0.75m
焦点距離 f	50.0m
アストロメトリ用視野面積	0.24□°
検出器のサイズ	4096×2048pixels
ピクセルのサイズ w	15μm
Pixel on Sky	61.9mas
λ/D のサイズ	2pixels
検出器の個数 (アストロメトリ用)	98(7×14) 個
測光用バンド	z およびその他は未定
衛星仕様	
衛星の回転周期	4.96 時間
回転率	72.″5 /sec
歳差周期	36.9 日
星が 1 検出器を通過する時間 (積分時間)	3.494sec
観測精度	
アストロメトリの精度	10μas@z=14.0mag
(位置測定の) 限界等級	z=17mag
打ち上げロケット、軌道など	
打ち上げロケット	H-IIA(dual launch)、 GX ロケットなど
軌道	太陽-地球の L2 ポイント 高高度略円軌道 地球ランデブー軌道
観測年数	5 年

表 6.1: JASMINE の仕様をまとめた早見表。JASMINE に関する詳細はホームページ[1]をご覧ください。

[1] http://www.jasmine-galaxy.org/index-j.html

て月面上の１円玉の直径程度に相当) の精度での天の川の星々の位置測定を目指している。さらに JASMINE では、天の川面上の遠くの星々を高精度で多く観測できるように、天の川面上に多く存在する塵による光の吸収を受けにくい近赤外線波長域での観測を行う。

もうすこし具体的に述べると次のような計画である。JASMINE 計画では、近赤外線 (z-band:0.9μm) によるアストロメトリ (位置天文) 観測を行い、銀河系内、特に銀河面、バルジなどのサーベイを行い、約１億個の星の位置、年周視差、固有運動 (固有運動とは、横断速度に対応するもので、天球上を星が１年当たりに動く角速度) を測定し、z バンドで 14 等より明るい星に対しては、年周視差や位置の精度が 10 万分の 1 秒角 (固有運動は、10 万分の 1 秒角/年) に達する。JASMINE は口径 1.5m 程度の主鏡及び副鏡等からなる赤外線望遠鏡を用いて観測する。さらに、99.5° の角度方向離れた視野を同時に観測できるように、49.75° で交差する 2 枚の平面鏡を設置する。このようにするのは、絶対的な年周視差を得るため等、グローバルなアストロメトを構築可能とするためであり、位置天文観測衛星に特有の装置である。また、焦点面にはなるべく広視野を得るために、検出器を数多くならべる。衛星の打ち上げは今後約 10 年後を目標とし、検討開発を進めている。観測時間としては約 5 年間を想定している。打ち上げロケットは、未定だが、H-IIA ロケットの dual launch や GX ロケット規模でのフェアリングサイズを想定している。軌道は、太陽-地球がつくるラグランジュポイントのうち L2 を有力候補としているが、地球周回軌道も平行して検討している。衛星は、スピン回転し、連続的にスキャン観測する。この衛星のスピン軸は、銀極から 3.5° 傾け、スピン軸は銀極の周りを回転する。つまり、衛星はスピン回転しながら銀極の周りを歳差運動する。こうすることによって、JASMINE は銀河面方向を 360°、そして銀緯方向は ± 3.5° 内 (厳密には、± 4° 内) のエリアを観測し、バルジとディスク面をサーベイする。

以上のように、JASMINE は、世界で唯一の近赤外線スペースアストロメトリ観測計画であり、銀河系の解明と天文学の様々な分野の基礎となる位置天文情報を高精度で得ることを目標とし、検討を進めているものである。

なお、表 6.1 に、JASMINE の現段階での仕様をまとめておいたので、ご参照されたい。

6.2 JASMINE の科学目的と意義

アストロメトリ (位置天文) 観測とは、天球上の星の位置、年周視差 (距離)、固有運動 (天球上における横断速度の角速度) を測定するものだが、この情報は、星の色や分光観測によって得られる星の視線速度や金属量といった情報を並んで非常に重要なものである。位置天文情報に視線速度の情報を加味すれば、星の 6 次元位相空間の情報が分かることになる。この情報を用いれば、後述するように様々な天文学、宇宙物理学を展開することが可能となる。まさに、位置天文情報は銀河系内天体の物理情報、銀河系構造や銀河系の形成史、また銀河系の構成天体を知るための貴重な物理情報でもあり、位置天文観測は単なる星のカタログ作りではなく、天文学、宇宙物理学のための基本情報を提供するものであることを強調しておきたい。

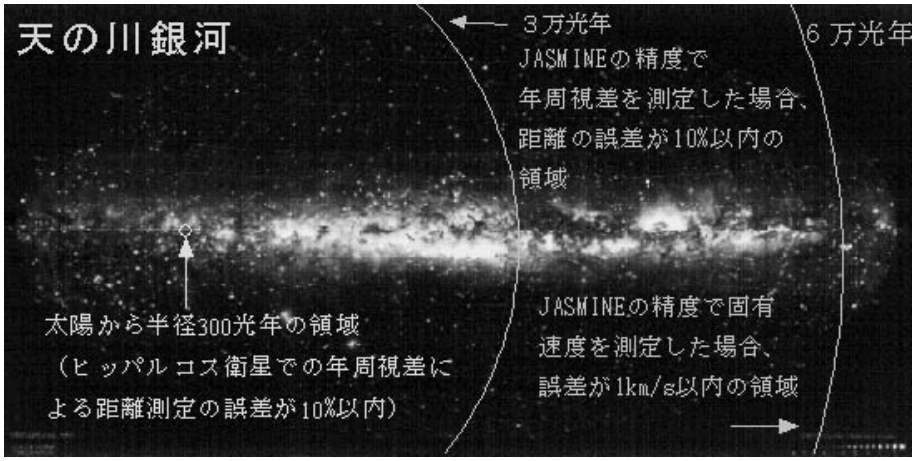


図 6.3: 高精度アストロメトリ観測で見渡せる天の川 (カラー 14 ページ)

高精度アストロメトリ観測で拓けるサイエンスについて具体的に考える。先ず、構成天体の情報に関して言

えば、例えば年周視差によって、星までの距離が直接的に精度良く分かる。ただし、位置天文観測の現在の最高精度は、ヒッパルコス衛星によるもので (1000 分の 1 秒角)、まだ 100pc(約 300 光年) 以内の天体しか、年周視差は 10% 以内の誤差で求まっていない。これ以上の誤差があると、年周視差から距離に直すときにかなりの系統的な誤差が入り、距離は信頼できない。つまり、銀河系全体と比べれば、太陽系のごく近傍の距離や横断速度しか現在は精度良く求まっていないわけであり、精度良く調べられているタイプの星は限られている。そこで、銀河系を広く見渡すためには、ヒッパルコスより少なくともさらに 2 桁の精度向上となる、10 万分の 1 秒角の高精度で年周視差や固有運動を求める必要性がある (図 6.3 参照)。

そこまでの距離が精度良く求まると様々なタイプの星の物理情報を知ることが可能になり、恒星や星形成に対する知見が深まる。つまり、距離が分かれば星の本当の明るさやエネルギーが分かり、さらに星の色や金属量の情報が加味されれば、それらによって、恒星の進化や星形成の物理過程の解析が画期的に進展する。また、星の場所と運動が分かると、実は場所毎の星生成率や星の初期質量関数の推定までもが可能となる。まさに、場所毎の星形成史が分かってくる。さらに、新星や超新星までの正確な距離から真の放出エネルギーを知ることは、それらの物理状態の解明にとっても重要である。さらに、変光星など距離指標となる天体の本当の明るさが高精度で分かることは、距離指標の信頼性を高めることとなり、遠くの銀河までの距離、ひいては、遠くの天体の物理情報を知るための礎ともなる。また、連星の運動から連星系の物理情報も知ることが可能となるし、恒星運動のふらつきからその恒星が惑星をもつかどうかの判断と惑星の質量情報等も知ることが可能となる。以上のように、銀河系内天体の位置天文情報により、恒星物理学、星形成、新星、超新星、連星、変光星、系外惑星等の研究に対して画期的な発展が期待できる。

次に、銀河系そのものを知る意義としては次のようなものが考えられる。JASMINE は近赤外線で観測を行うメリットを活かし、銀河系のディスク面、バルジ、銀河中心付近のサーベイを中心に行う。前述したように、銀河の形成進化はまだ完全に解明されていない重要な問題である。特に銀河は多種多様であり、形だけでも渦巻き、楕円銀河等様々な形態が存在する。このような銀河自体やそれらの種類の違いがどのようにしてできたのかを解明することが大きな課題である。ところで、銀河には、ディスク (薄いディスクと厚いディスク)、バルジ、ハロー成分があることが分かってはいるが、実はその大きさ、形、構造、形成要因の詳細は未解決である。また、渦巻き銀河と楕円銀河の違いの一つは、ディスクとバルジ成分の明るさの相対的な違いである。従って、銀河の形態の違いを明らかにする上でも、形成過程の違いなどその特徴の違いの原因を明確にする必要がある。ところが、我々の天の川銀河はすべての成分をもっていると考えられ、さらに唯一、それらの 3 次元的位置情報および運動情報を精度良く測定できる対象でもある。天の川銀河が一般的だとすれば、天の川銀河の構造と形成史が分かれば他の銀河の形成進化を知る上でも重要な情報になる。そこで、銀河系の各成分、特に JASMINE では、様々な星が大量に存在し、まさに銀河系形成史の “化石” の宝庫と呼んでもよい (可視光だけでは観測できない) 銀河系のディスク、バルジの構造を明らかにすることによって銀河系の形成史を明らかにするとともに、銀河全般の形成進化の解明につなげることをサイエンスの大きな目的とする。

JASMINE によって拓けるより具体的な例としては以下のような項目が挙げられる (ただ、以下はいくつかの例であって、当然これだけでつきているわけではない。位置天文情報は、天文学、宇宙物理学にとって基本情報の一つであり、この情報を用いて、さらに様々な分野でのサイエンスの展開が可能であることを強調しておきたい。また、そのサイエンスの展開は、個々の研究者がまさに独創性を発揮すべき箇所でもあり、研究の推進を御願いしたい)。

6.2.1　銀河系の力学構造

バルジ

バルジは、銀河の中心部に位置し、“ふくらみ” をもった構造である。ディスクよりは古い星の集まりであるが、金属量に関しては、多いものはディスクと同様の太陽程度であり、もっと少ないものまで幅広く分散している。単位質量あたりの角運動量は、ハローの星々と同様に小さい。このようにバルジの特徴は、ディスクともハローとも異なっている。また、いくつかの観測的証拠からバー構造になっていると考えられている (図

6.4 参照)。では、このようなバルジの形成史はどうなるのだろうか? ディスクの不安定性で生じたものなのか? ハローより以前に出来たのか、それとも後か? はたまた、銀河の合体した後に生じたものなのか? 矮小銀河が降ってきて、ディスクと同時に出来たのか? それともバーの力学的進化として、ディスクのあとに出来たのか? これらの問題は解明されていない。

前述したように、ディスクとバルジの関係は、銀河の形態分類に密着している。つまり、楕円銀河と渦巻き銀河との区分に関係している。従って、バルジ形成を明らかにすることは、銀河の形態の起源に解明につながる重要な課題である。この課題の解明のためには、バー構造になっているといわれているバルジの正確な形状、つまり、3 次元的な位置分布やバルジ内の天体の運動を知ることが必要であるが、これからはまさに JASMINE のような近赤外線による高精度なアストロメトリ観測によって提供されるものである。

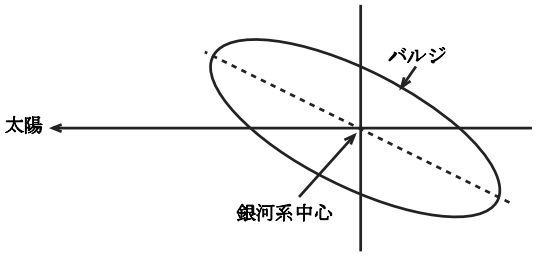


図 6.4: バルジのバー構造

自己重力多体系の (準) 平衡状態

バルジの力学構造を知ることは、(i) で述べたような銀河系や銀河の進化を知るためだけではなくてそれ自身が興味深いものである。つまり、自己重力多体系の (準) 定常状態の解明である。バルジは、楕円銀河にも形状などが似ており、バルジの力学構造の解明は、楕円銀河の力学構造の解明にもつながると期待される。さて、バルジはバーがあり、しかも figure rotation の存在が示唆されている。3 軸不等な形状で、なおかつ回転がある場合、力学構造としてはいかなる状態なのであろうか? その重力ポテンシャルや個々の星々の軌道がどのようなものであり、どうして (準) 定常状態、もしくはそれに近い状態を維持しているのか、または非定常的に進化しているのか、非常に興味深い課題である。

薄いディスク (thin disk) と厚いディスク (thick disk)

我々の銀河系はハロー、バルジ構造以外にディスク構造をもっているが、ディスク構造も実際には、薄いディスクと厚いディスクと呼ばれる二つの構造に分けられると考えられているが、まだ不明な点が多い。そこで先ず、今後の高精度アストロメトリ観測によって、2つのディスクのサイズ等物理的特徴がより明確になるであろう。また、厚いディスクの形成原因や薄いディスクとの関係に関しても JASMINE によって、初めて太陽近傍よりはるかにはなれた場所での実際の星の空間分布や運動が正確に測られることによって、明らかになることが期待される。

銀河円盤の渦巻き (スパイラルアーム)

ディスク銀河にはスパイラルアーム構造が標準的に存在する。このスパイラルアームの物理状態、力学構造がどのようなものであるのか、すなわち物質波であるのか、それとも密度波であるか、といった事はいまだに十分には解決していない重要な問題のうちの一つである。ここで物質波というのは、アームを形成している物質がアームと共に運動し、アームの中の物質がいつでも同じアームに存在するという考え方である。この考え方は非常に簡単であるが、銀河中心程銀河回転の角速度が大きいためにダイナミカルタイム (力学的時間尺度) の数倍の時間スケールでアームが巻き込んでしまうという巻き込みの問題がある。この巻き込みの問題はディスク銀河にスパイラルアームが普遍的に存在する事と矛盾

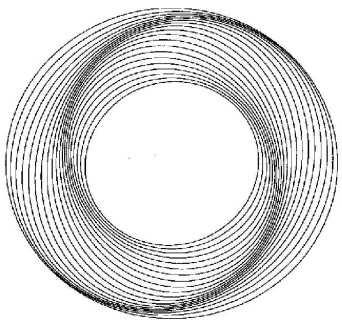


図 6.5: 密度波による渦巻き構造の発生

する。一方、密度波の考え方は密度の疎密波が、銀河面を伝わっていき、その密な部分がアームであるという考え方である (図 6.5 参照)。こちらは密度波の疎密の回転速度と銀河を形成する物質の回転速度は基本的に独立である。すなわち、銀河の物質は角半径ごとに異なる角速度をもって回っても、疎密波が各半径で等しい角速度をもって銀河物質の角速度とは独立に回っておれば巻き込みの問題を解決するなど、非常に有力な考え方である。いくつかの観測結果により、スパイラルアームは密度波であると思われるような間接的な証拠などもあり、密度波理論が広く信じられている。ところが一方でスパイラルアームが密度波である場合、銀河ディスク面上での星の運動はアームとの位置関係により正確に記述できるが、そういった個々の星の運動から直接的に密度波であることを検証されたことはまだない。これは密度波であるかどうかを検証するのに十分な精度をもったデータがまだないのが原因であるが、1990 年代にヒッパルコス衛星が観測をおこなって以来我々の銀河の個々の星の運動が正確にわかりつつあるし、今後さらに、JASMINE など、次世代の位置天文衛星があがるにつれて、さらに広範囲に銀河系の星の位置や運動がわかると期待できる。それゆえ、今後銀河のスパイラルアームが物質波であるのか密度波であるのかといったような事をはじめとしたディスクの力学構造を個々の星の運動から直接的に検証できる時代が来る。そうすれば、スパイラルアームの物理状態、力学構造の理解が飛躍的に進むことが期待できる。今後の位置天文観測の発展をにらんで、精度の良い観測データがそろった際には密度波かどうかを判別出来るようなスキームも開発されており [4] 、あとは観測を待つだけである。

銀河円盤の warp

我々の銀河系を含め円盤銀河の中には、銀河円盤が平坦ではなく、外側へいくほど銀河面に対し垂直方向に歪んだ、warp と呼ばれる構造を示すものがあることは古くから知られている (図 6.6 参照)。この構造は約半数の円盤銀河で観測されている普遍的な構造であり、銀河進化を考える上で重要でありながら、その成因については未だ良く分かっていない。また、これは銀河円盤の最縁部の構造であることから、warp のダイナミクスにはダークハローの構造、特にその形状に関する情報が含まれていると期待される。JASMINE では、このような銀河円盤部の外側の領域の高精度な位置天文情報を提供できるため、JASMINE による warp の解明が期待される。

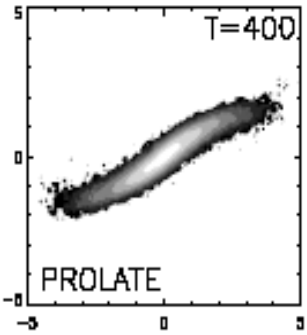


図 6.6: 銀河ディスクの warp。数値シミュレーションによる結果 [1]。

衛星銀河の衝突形跡

銀河の形成・進化のシナリオにおいては、銀河同士の衝突、合体が宇宙の初期では頻繁に起こり、銀河の進化に重大な影響を及ぼしてきていると考えられている。銀河系のような円盤銀河は楕円銀河と比べると、大規模な合体は起こっていないと思われているが、しかし、小規模な合体、つまり小さな衛星銀河が、我々の銀河系と衝突・合体を起こしていることは大いに考えられる。ところで、星の空間位置と運動情報により、衛星銀河に属している星を判定できる可能性がある。衛星銀河内の星の運動量や角運動量が初期条件を強く反映している可能性が数値シミュレーション等により示されているからである。したがって、高精度位置天文観測により、このような衛星銀河の衝突の形跡を直接とらえることが期待される。JASMINE は、ディスクやバルジにおける衛星銀河衝突の痕跡を (もし、それが存在しているとすれば) 探ることが可能であろう。

6.2.2　星形成

星の初期質量関数

銀河は，多数の星を主要天体として含む。そして，銀河の観測的性質は構成要素としてどういう質量の星がどれだけあるかに強く依存ずる。そればかりか，星は紫外線や可視光赤外線などの電磁波の放射源であるばか

りでなく，進化の最終段階における超新星爆発や質量放出などにより，銀河内のガスの進化に対して強く影響するが，その効果は星の質量によって大きく異なる。そのため，星の初期質量関数は，星形成率と並んで，銀河の形成・進化を研究する上で非常に重要なのである。

ところが，星の初期質量関数の研究はかなり不充分であると言わざるを得ない。観測的には，我々の銀河系の中での平均的な初期質量関数はある程度わかってきているが，星形成領域や環境効果による違いがあるかどうかについては依然として確たる答えは得られていない。また，理論的に初期質量関数を説明する試みは過去数十年間にわたって行われてきたにもかかわらず，いまだに説得力をもつ理論モデルは得られていない。そのため，銀河形成過程や初期進化を研究する場合や爆発的星形成が起きている他の銀河を研究する場合など，現在の我々の銀河系と大きく異なる環境下での星形成を知る必要がある場合に，どういう初期質量関数を用いるべきかはっきりしない。また，確固とした理論モデルの構築のためにも，星形成領域での違いの有無は重要な情報である。

さて、JASMINE によって，我々の銀河系の円盤部の星の質量関数は厳密に求められる。個々の星の距離がはっきり測定されるために，星団の場合の帰属問題などの問題がなくなる。また，サーベイされる星の個数が非常に大きいために，統計誤差の問題がほとんどなくなる。さらに，星形成は大半が巨大分子雲において集団的に起きていると考えられていることから，フィールド星も形成時には個々の星団として形成されたものが多いと思われる。JASMINE は，距離のみならず固有運動のデータももたらすために，星の位相空間での分布がわかる。星団が破壊されてフィールド星になっても位相空間では星団の名残をとどめている可能性が強い。このことを利用すると，フィールド星を用いても，星形成領域による初期質量の違いが存在するかどうかについての研究が可能になるだろう。これが可能になるとサンプル数が多いことや，銀河の星の多数を占める円盤部のフィールド星についての星形成時の環境効果が調べられることになり，その意義は大きい。

以上のように，非常に重要であるにもかかわらず，現在でも完全な理解にいたっていない星の初期質量関数の問題に対して，JASMINE のデータはブレイクスルーをもたらす可能性が十分にあると考えられる。

薄いディスク最外縁の構造

薄いディスク最外縁の構造について、JASMINE では他にないユニークな研究が可能になる。このような領域は「銀河形成期の星生成」を探る重要な対象であるだけでなく、星生成研究へのフィードバックをかけられるような、シンプルな環境を擁した星生成の “実験場” としても際立っている。例えば、thin disk の最外縁は、そこでの物理状況から、矮小銀河 (dIrr, blue compact dwarf galaxies など) や QSO の吸収線系 (DLA: Damped Lyman-α systems) などと同様の星生成環境にあると考えられる。これは、銀河系の歴史で言うと、「thick disk 形成期」の環境に近いと考えられる。そこで、JASMINE によって、thin disk 最外縁の星生成領域の同定が行われ、その研究がすすめられれば、“銀河形成期” の星生成の物理についての理解が大きくすすむと考えられる。JASMINE の結果だけでも、距離と固有運動から、thin disk 最外縁の星生成領域の起源についての知見が得られる。さらに、可視・赤外・電波によるフォローアップから、このような領域における基本的な星生成プロセスが明らかになるであろう。それはすなわち、DLA などに代表される高赤方偏移の QSO 吸収線系における星生成の詳細を「間近に」みることと等価といえる。また、このような星生成領域の観測を通じて、銀河半径に対する金属量の減少のカーブ (metallicity gradient) を $R_G \sim 25$ kpc 程度まで描くことができるようになれば、「銀河系全体におけるグローバルな星生成」のモデルを検証することができるようになり、われわれの銀河系の形成についての大きな知見が得られると考えられる。

6.2.3 銀河系形成史

銀河は、宇宙に多数存在する宇宙の大規模な構成要素であるが、その構造や起源に関しては、未知なることが多い。これは、銀河はその質量、明るさ、色、形態のどれをとってみても多種多様であり、その形成と進化には、ダークマターの重力収縮、ガスの熱的進化、星形成、銀河の衝突など様々な物理過程が複雑に絡んでいるからである。最近は、深宇宙探査が進み、過去の多くの銀河の進化を直接観測できる時代となりつつある。

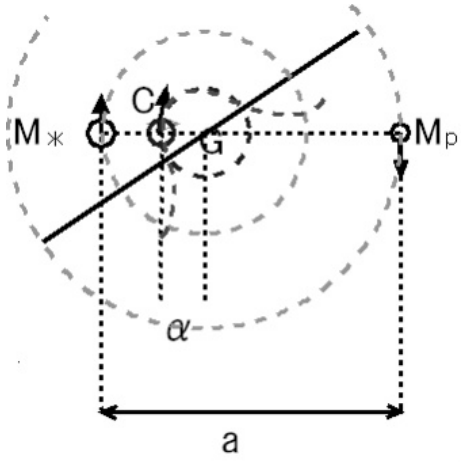


図 6.7: 惑星の存在による、恒星と惑星の光中心のふらつき運動。M_p, M_* は、各々惑星と恒星。C はそれらの光中心。恒星と惑星の重心 G は、(年周運動の効果を除けば) 直線運動するが、光中心はその直線運動の回りをふらついている。その角度 α を測定できれば、惑星の存在や質量などが評価できる。

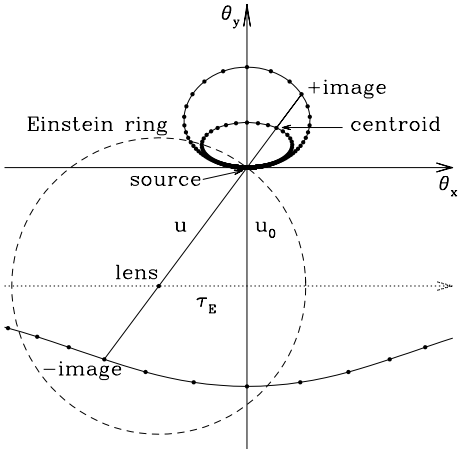


図 6.8: 位置天文学的重力レンズ効果。星の光中心がレンズにより楕円運動する [2]。

このように多数の銀河を観測し、その統計的特徴を解析することはもちろん重要だが、形成進化過程に関わる詳細な物理過程は直接的には窺い知れない。ところが、我々は天の川銀河 (銀河系) という特徴的な渦巻き銀河の中に住んでいる。我々の銀河が一番詳細に研究できる銀河である。確かに一つの例に過ぎないが、我々の銀河が他の (渦巻き) 銀河と比べてよほど特異ではないかぎり、銀河全体の形成・進化の解明にとって、この上もない研究対象であることは間違いない。まさに、銀河の形成・進化の化石を詳細に探ることが可能であり、すばる望遠鏡やハッブル望遠鏡などによる深宇宙探査と相補的なアプローチとして、銀河系の 6 次元位相空間分布情報を知り銀河系を解明することは意義深いものである。例えば、前述したように場所毎の星形成史と星の軌道や力学構造の情報を組み合わせることにより、銀河系自体の形成史が明らかになっていく。このような、銀河系形成史の “化石” を探ることがアストロメトリにより可能となる。

6.2.4 恒星物理学

銀河系内には数多くの様々な種類の星があり、それらの星の物理情報を知ることにより、恒星の進化に対する知見が深まる。例えば、距離が分かれば星の本当の明るさやエネルギーが分かる。様々なタイプの星の明るさを知ることによって、さらに星の色や金属量の情報が加味されれば、それらによって、場所毎の HR 図も正確に分かり、恒星の進化論が画期的に進展する。さらに、新星や超新星までの正確な距離から真の放出エネルギーを知ることは、それらの物理状態の解明にとっても重要である。さらに、変光星など距離指標となる天体の本当の明るさが高精度で分かることは、変光星自体の解析以外にも距離指標の信頼性を高めることとなり、遠くの銀河までの距離、ひいては、遠くの天体の物理情報を知るための礎ともなる。また、連星の運動から連星系の物理情報も知ることが可能となる。

6.2.5 惑星系形成

太陽系外惑星を探査する方法の一つとして、アストロメトリ (位置天文観測) による方法が挙げられる。すなわち、惑星による恒星運動のふらつきを測定する方法である。恒星と惑星が観測で分離できない場合は、恒星と惑星の光学中心のふらつきを実際は測定することになる (図 6.7 参照)。惑星がない場合は、天球上での恒星の運動は、一般には固有運動による直線運動と地球の年周運動に伴う楕円運動の組み合わせになるが、惑星が

ある場合は、惑星運動の効果により通常の組み合わせ運動からのずれが起こる。アストロメトリでは、そのずれが測定できるのである。恒星運動のふらつき自体は、恒星の視線速度からも測定できる (ドップラー法) が、ドップラー法と比べてアストロメトリーによる方法では、1) 惑星軌道の inclination(軌道面と視線速度とのなす角度) に結果は依存せず、惑星の質量決定にこの不定性が入らない、2) 恒星の振動、回転の影響はない、などの長所があり、ドップラー法を補うものであり、有用な方法である。JASMINE の達成精度だと、仮に、ある恒星の質量を太陽質量とし、この恒星の周りに太陽系と同様な位置に木星と同じ質量の惑星があったとすると、この惑星系が我々から 100pc の距離にあっても 20% の誤差で恒星のずれを測定可能である。おそらく、サーベイ型観測で大量の星を観測する GAIA や JASMINE によって、多数の惑星系が検出できるであろう。

さらに、重力レンズ効果による、恒星の位置のずれ運動 (位置天文的重力レンズ効果) の測定によっても惑星系を検出することが可能である。この方法によれば、地球質量程度の惑星でも、それが存在することにより、惑星が存在しない場合の (重力レンズ効果による) 楕円運動に対して大きな歪みを生じさせる場合があり、JASMINE、GAIA の精度で十分検出可能である。

以上のように、今後のサーベイ型高精度アストロメトリ観測は、多くの惑星系を検出し、惑星系解明に貢献することが期待できる。

6.2.6 基礎物理

重力レンズ

時として、量的変化は質的変化をもたらす。実際、数マイクロ秒の精度に到達すると、マイクロ重力レンズはマクロレンズに変貌する。例えば、我々の銀河内の星もしくは MACHO が、LMC や銀河中心といった 10 kpc オーダーの距離にある光源に対して、レンズとして働く場合を考えてみる。重力レンズの典型的なスケールはアインシュタイン・リング半径で、角度にすると、およそミリ秒である。これは通常の光学望遠鏡での角度分解能の限界を大きく下回る。よって、明るさの変化だけが観測可能なので、いわゆる「光度曲線」だけでレンズに関する情報を決める必要があった。MACHO の場合、「相対速度 (の視線に垂直な成分)」、「レンズ質量」、「レンズまでの距離」、「視線に対する最近接距離」の 4 つのパラメータに対して、光度曲線は「増光率」と「増光時間」の 2 個の情報しか持ち合わせない。よって、パラメータ空間に縮退があった。これまでは、銀河の質量分布モデルを用いて、確率的に最も確からしい MACHO 質量の「推定」にとどまっていた。アストロメトリの観測量である光中心位置は、重力レンズ効果により楕円運動する (図 6.8 参照)。この楕円 (2 つのパラメータ) がサブミリ秒の大きさなので、高精度アストロメトリ衛星により観測可能である。その結果、レンズパラメータ間の縮退が解ける。つまり、MACHO 等のレンズパラメータ、特に、質量が確定できる。ケプラー運動による楕円運動は周期運動であるが、重力レンズによる楕円運動は全く違う。よって、多数回の観測をすれば、これらは区別出来る。なお、SIM、GAIA は可視光であるが、近赤外の JASMINE の場合、銀河中心方向のレンズに対して圧倒的に有利である。

一般相対論の検証

重力レンズ効果はもともと銀河の星によるものだけではない。我々太陽系の重力も大変重要である。太陽による重力レンズ (時間遅れ) は、およそ 1.7 秒の曲がり角を作る。現在では、VLBI 観測 (約 500 マイクロ秒の精度) により、アインシュタインの一般相対性理論が 0.01% の精度で確かめられている。数マイクロ秒では、0.0001% の精度で検証可能である。アインシュタイン理論の有力な対抗馬であるスカラー・テンソル理論は、多くの素粒子理論家によって精力的に研究されている「超弦理論」から、その低エネルギー極限での自然な帰結として示唆されている。そして、重力レンズ効果の精密測定によって、このスカラー・テンソル理論への強い制限を与える事ができるので、素粒子物理学へのインパクトも大きい。場合によっては、一般相対性理論からのずれという大発見の可能性も秘めている。この場合、アストロメトリという天文学観測によって、新しい物理学の扉を開く事になる。事実、低エネルギー極限とはいえ、スカラー・テンソル理論を地上の高エネルギー

加速器で検証するのは、特殊なシナリオ (高次元理論等) を持ち込まない限り、現時点のエネルギーレベルではとても期待できない。こうして、重力理論の検証に関して、JASMINE のような高精度アストロメトリは高い潜在能力を備えている。

基準座標系

アストロメトリの目的の１つに (むしろ、歴史的にはこれが最大の目的) 基準座標系の構築がある。GAIA もそうであるが、JASMINE の場合も、QSO の暗さでも高精度で位置測定が可能となる。そうなれば、自らの観測データのみで、絶対的な基準座標系を高精度で構築することが可能であろう。JASMINE は近赤外線での測定なので、今後の近赤外線での天体観測に対して、高精度の基準座標系を提供できることにもなる。また、ICRS の定義をもっと高精度で決めることも可能となる。

6.3　他の計画の中での位置付け

6.3.1　海外計画と VERA の紹介

前章で述べたように、今後はさらなる銀河系の解明、また宇宙距離指標の精度アップや恒星物理学などの画期的な発展を目標とし、ヒッパルコス衛星より高精度な位置測定が重要かつ必要であるが、そのような位置天文観測を目指した計画が世界ではいくつか進行中である。先ず、欧米のスペースアストロメトリ計画をまとめたものを表 6.2 に示した (ヒッパルコス衛星と JASMINE も比較のため含む)。各計画の詳細は、それぞれのホームページ[2] [3] [4] [5] [6] を参照されたい。

なお、他の高精度位置天文観測計画としては、地上での電波観測ではあるが、国立天文台を中心として進められた VERA 計画が観測のフェーズに入ってきている。相対 VLBI であり、約 1000 個のメーザー源に対して、高精度での位置天文観測精度を目指している。この観測により、世界ではじめての 10 万分の 1 秒角の精度での測定が可能で、銀河系中心までの距離等の銀河系の基本定数が高精度で求められると期待されている。電波での観測であるため、GAIA や SIM のような可視光とは違って、ダストによる減光を受けずに、銀河系ディスク面やバルジを高精度で観測可能である。ただ、観測できるのがメーザー源の約 1000 個に限られ、星の周りのガスの観測であり、星自体を観測しているのではない。そこで、VERA に引き続き JASMINE により、可視光よりはダストによる減光の影響を受けにくい赤外線でバルジやディスクにある星自体を約 1 億個観測し、VERA で得られるであろう成果をさらに発展させることが期待されている。このように、日本では、バルジやディスクの解明という点において、VERA から JASMINE へという流れで独特で重要なミッションの展開が考えられる。

さて、欧米の位置天文観測衛星計画は可視光での観測であるが、JASMINE は近赤外線による観測を考えている。その理由は、近赤外線の方が、ダストによる減光の効果を受けにくいため、天の川面上の多数の星々の位置天文情報を高精度に測定できるからである。次小節では、天の川面付近の観測に対して、どれだけ JASMINE が可視光での観測と比べて有利かを説明する。

6.3.2　銀河系モデルを用いた赤外線観測の評価

[2] HIPPARCOS : http://www.rssd.esa.int/hipparcos/
[3] GAIA : http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/GAIA/
[4] SIM : http://planetquest.jpl.nasa.gov/SIM/sim_index.html
[5] JASMINE : http://www.jasmine-galaxy.org/index-j.html
[6] OBSS : http://ad.usno.navy.mil/OBSS/

計画	機関	装置	打ち上げ予定	星の観測数	限界等級	精度
Hipparcos	ESA	望遠鏡	1989	12 万	12	1mas@V=10
GAIA	ESA	望遠鏡	∼2012	10 億 (全天)	20	10∼20μas@V=15
OBSS	米国海軍天文台	望遠鏡	∼2015	10 億 (ほぼ全天)	20	10μas@V=14
SIM	NASA	干渉計	∼2009	1 万	20	4μas@V=20
JASMINE	日本	望遠鏡	∼2015	1 億 (天の川面)	17	10μas@z=14

表 6.2: 欧米のスペースアストロメトリ計画との比較表

JASMINE による赤外線観測の意義は、バルジ、銀河面において十分な個数の星を観測できることによって初めて評価されるものである。十分な個数とは、(1) GAIA と同じ位置精度で観測可能な個数と比較して、(2) サイエンスを展開する上で、という 2 つの意味あいを持つ。そこで、年周視差の誤差が 10% 以内で観測される星が、実際どのくらい観測可能であるかを銀河系モデルから評価してみた。前述したように、年周視差の誤差が 10% を超えてくると、距離を求める際にいくつかの系統誤差が入り、距離を正しく求められなくなる。

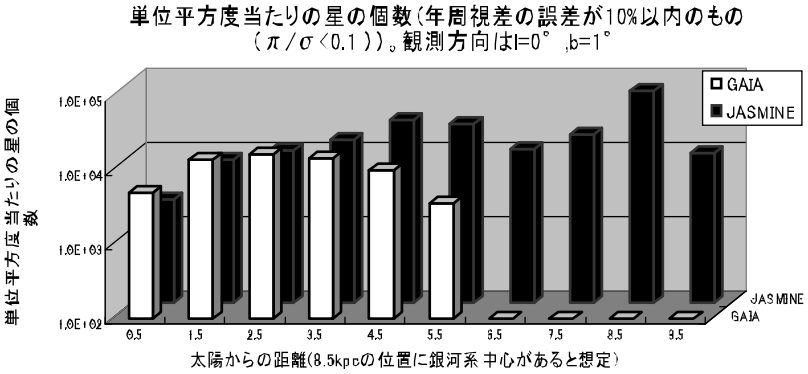


図 6.9: 銀河中心方向で、年周視差が高精度で観測されると期待される星の個数を距離の関数で示したもの。

さて、銀河系モデルとしては Cohen のモデル [3] を採用した。また、吸収の見積りには、COBE の DIRBE による最新データを取り入れ、より現実に近いモデルとなっている。このモデルでは星のスペクトルタイプとして 87 種類を考慮し、スペクトルタイプごとに分類された星の個数を目的のサイエンスに応じて求めることができる。Cohen のモデルでは B,V,H,I,J,12μm,25μm の 7 種のバンドで星の数を計算することができ、さらに、我々に必要な z バンドについては、Cohen の B,V,H,I,J バンドのデータから各スペクトルタイプに対して評価した z バンドの星の明るさを用いて計算を行った。

z バンドで年周視差の誤差が 10% 以内で観測される星の個数を各距離で評価し、それらを、GAIA での V バンドで年周視差の誤差が 10% 以内で観測される星の個数と比較した。図 6.9 は、それらの 2 つのバンドにおける 1 平方度当たりの星の個数を、距離の関数として銀河中心方向について示したものである。図 6.9 より明らかなように、我々からの距離が遠くなればなるほど、近赤外での個数が可視光に比べて卓越することがわかる。また、JASMINE によって観測されるバルジ領域が図 6.10 に示されている。この領域 (銀緯方向の幅は $|b| \leq 4°$、銀経方向の幅は約 30°) 全体で、年周視差の誤差が 10% 以内で観測される星の総数はおよそ 75 万個である。例えば、バルジの力学構造を精度良く構築するためには、大まかに言って 100 万個程度の星の数が必要と思われるが、近赤外線 (z-band) はその条件をクリアしそうである。しかし、GAIA では、バルジの星は 10 万分の 1 秒角の高精度では、同じ領域内でおよそ 400 個程度 (但し、塵が少ないバーデの窓を除く。この狭い領域内では GAIA は 8000 個程度観測可能) しか必要な高精度で見えない。この点から言っても、近赤外線で測定を行う意義がはっきりと理解していただけると思う。つまり、z ∼14 等で、10 万分の 1 秒角の精度を出すように設定しておけば、GAIA と比較して個数が多いという点のみならず、バルジや遠方のディスク面の力学構造の解析 (に必要な星の数と精度) の点からいっても十分であることが分かる。

また、近赤外線では、可視光に比べて星が多く見えるのは、サイエンスを展開する上では非常にメリットであるが、位置測定においてあまり星の密度が多すぎると、暗い星がノイズの原因となり、位置精度に悪影響を及ぼすことになる。そこで、コンフュージョンにより位置精度に影響が出てくる等級、つまりコンフュージョン限界で決まる限界等級を評価してみた。その結果、z バンドのコンフュージョン限界による限界等級は 19 等級であり、10 万分の 1 秒角程度の精度で測定可能な 14 等級を大きく上回り、さらに位置測定が可能な等級である 17 等級をも上回っており、コンフュージョンは問題にならないと予想される。

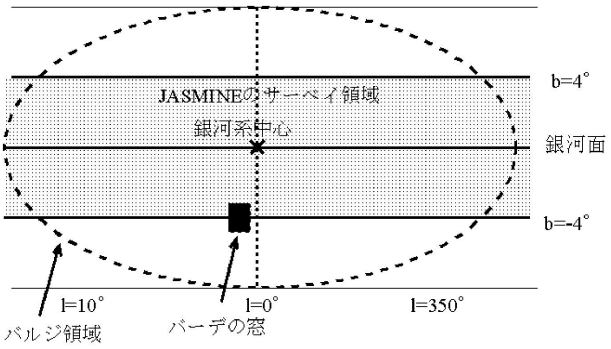


図 6.10: JASMINE によるバルジサーベイ領域。

6.4　観測手法

JASMINE はダストの影響を受けにくい z-band の波長 (0.9μm) を用いて銀河のバルジやディスクの星の位置、年周視差、固有運動といったアストロメトリーパラメータを高精度で求める事を目標にしている。以下に、パラメータを求める手順を示す。

検出器上のみかけの星像位置決定　まず、銀河面を連続的にスキャンして観測する。サーベイする際、衛星を自転させるが、その自転の速度にあわせて検出器は TDI(Time Delayed Integration) モードを作動さる。すなわち、衛星の自転により星像が検出器上を通過していく事になるが、その通過する星像の速度にあわせて CCD の電荷を転送していく事により連続的にフォトンを積分する。この手法を用いないとスピンに伴って星の像が長く伸びてしまうし、それを回避しようと短時間の露出時間で何度もデータを取り出そうとすると、読み出し毎のフォトン数が減少し、読み出しに伴うノイズの影響が大きくなりデータが悪化する。従って連続スキャンをするためには TDI が必要不可欠である。焦点面には 2k×4k のピクセル数をもつ検出器を 14×7 個ならべてあり、サーベイ方向には検出器が 7 個並んでいる (図 6.11 左)。

従って 1 回の視野通過につき 7 個の検出器で連続的に観測する事になる。光学系は星の PSF(Point Spread Function) が半径でおよそ 2 ピクセルになるよう定められているので、サーベイ方向に 5 ピクセル (サーベイ方向に垂直方向は PSF が 2 倍伸びているので 9 ピクセル) 取り出し離散化された観測データ (図 6.11 右) をもとに photon 重心を求める。さらにそれを星像中心実験の章 (§5.3.7) で説明する解析によって重心を補正して真の星像中心を決定する。

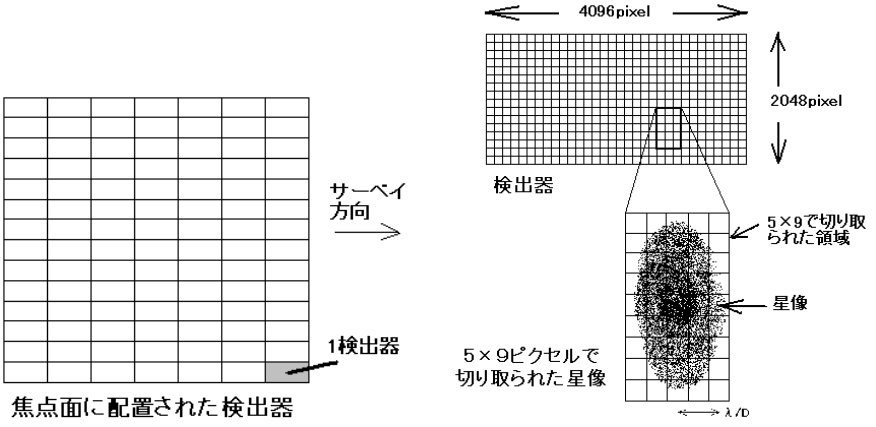


図 6.11: 焦点面での検出器の配置 (左) と検出器上での星像の切り出し (右)

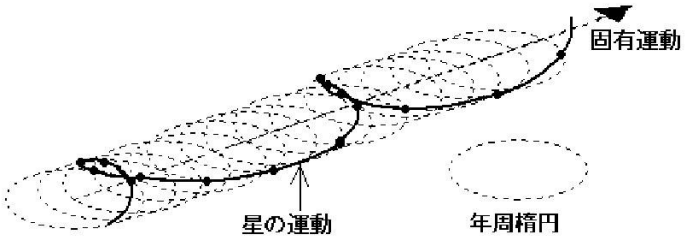


図 6.12: 星の運動

サーベイ領域 観測する大円はおよそ、銀河面近くであるが、正確には銀河面より 3.5° 傾けた大円上をサーベイする (図 6.20 上)。

また銀極より傾けた回転軸は銀極周りを歳差運動させることで様々な大円上を観測し、銀河面上 360° × 7° をサーベイする。(図 6.20 下を参照、詳細は姿勢の章で述べる)。以上のサーベイ観測を続ける事で、銀河面上の星々に対して 1 つの星ごとに望遠鏡視野を連続的に 8 回程度通過するが、そのまとまった通過が 1 年あたり 10 回程度ある。各星々は図 6.12 で示すように天球面上を固有運動で移動しながら年周運動をしているので最終的に 5 年間のデータをもとに、観測装置や衛星姿勢の変動モデルも加味して統計解析を行い、星の位置に加えて、固有運動、年周視差といった位置天文情報に関して 10 万分 1 秒の精度を達成する。

星の相対位置と衛星の姿勢の決定 以上が観測手法の流れであるが、銀河面を連続的にスキャンして観測する際、同じ大円上の大角度離れた 2 つの視野を同時に観測するところが位置天文観測特有の観測手法である。2 方向同時観測を必要とする理由は以下の通りである。星の位置をいまだかつて無い高精度で求めようとする際、衛星の向き (望遠鏡の向き) も同等の高精度で決めなくてはいけない。従来、衛星の向きを決める精度良い方法は、恒星カタログを用いるものであるが、このミッションはそのカタログの精度向上を目指すものであり、既存の精度が悪いカタログを用いることはできない。従って、この星の位置を今までに無い高精度で求める際には互いの星位置関係を利用して自己完結的に星の位置を求める必要がある。こういった高精度のアストロメトリを達成するためには上でも述べたように大角度離れた 2 つの視野を同時観測し、その 2 つの視野を含む大円上をサーベイする事が非常に重要である。更に、具体例を挙げて同時観測が必要となる仕組みを簡単に述べる。まず仮に 1 つの視野しか見ない時にどのような問題が発生するのかを考える。

今、一台の望遠鏡をある大円上でサーベイするように回転させ、その大円上の星を観測する事を考える。ここで、次の 2 通りの状況を考える。

1. 一様回転している衛星から星を観測するが、その星の分布は一様からサイン関数的にずれて、一周期の疎密があるとする。この時 1 周するごとに 1 周期分の星の疎密を観測する。

2. 衛星の回転が一様は回転せず、サイン関数的にずれており、星が一様に存在しているが回転ムラのため 1 周期分の疎密を観測する事となる。

両者の区別はまったくつかなくなる (図 6.13 左を参照せよ)。すなわち両者の状態の縮退が発生する。この時 99.5° 異なる方向を同時観測できるもう一つの望遠鏡があり、その両者のなす角 (ベーシックアングル) が不変ならば状況 1 の時は方角により実

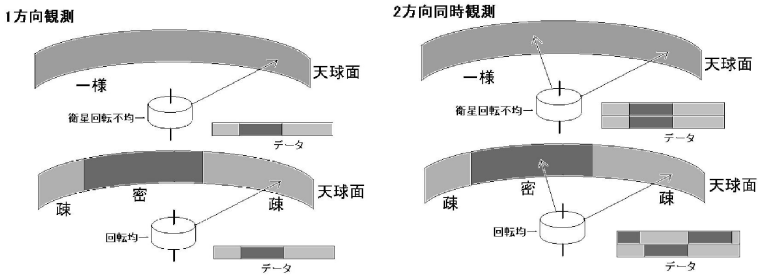


図 6.13: 1 方向しか観測しない場合 (左) と 2 方向同時観測する場合 (右)

際に星の疎密が現れているので、一方の望遠鏡が疎を観測する時もう一方は密を観測するというように疎密の位相はずれる。一方、状況 2 の場合、衛星回転により疎密が出来ているので、観測される疎密は 2 つの望遠鏡で一致する (図 6.13 右を参照せよ)。このように 2 台の望遠鏡を用意することで両者の縮退が解ける。以上より、衛星の姿勢と同時に星の位置を決定する際には 2 台の望遠鏡が必要である。ただ、JASMINE は次の望遠鏡の箇所で述べるように、実際は 2 台の望遠鏡を用いることはしない。主鏡の前にビーム混合鏡とよばれるお互いに交差する 2 つの平面鏡を置き、大角度離れた 2 つの視野からの光跡を、1 つの望遠鏡に入れる仕様を採用する。

6.5　観測装置

6.5.1　望遠鏡 (光学系)

アストロメトリー観測では星の位置を正確に決定することが最重要課題である。従って、観測を行う光学系としては、位置決定精度を上げるために星像を数ピクセルにわたり分布させる必要があるので非常に長焦点であることが要求される。また、できるだけ多くの領域を調べることが必要であるので広視野であることが望まれる。アストロメトリー観測用光学系はこの相反する条件を満たす事が要求される。さらに、スペースでのアストロメトリー観測を行うためには光学系をロケットのフェアリングに収まるように打ち上げ可能なサイズまでコンパクトに抑える必要がある。以上の条件を満たす光学系を設計する事は容易ではない。

光学系として現在最も一般的に用いられるのは 2 枚鏡である。2 枚鏡ではリッチー・クレチエン系が非常に良く調べられている。リッチー・クレチエン系は主鏡、副鏡ともに双曲面をもつ 2 枚鏡の系である。この光学系はシンプルでありながら、球面収差、コマ収差が同時に取り除かれるので、「すばる」をはじめとして HST など多くの光学系に採用されており、光学系の主流となっている。

もちろんアストロメトリー用の光学系としても有力な候補のひとつである。しかし、リッチー・クレチエン系は像面湾曲が強くあらわれる事が知られている。特にここで考えているような長焦点では非常に強い像面湾曲が見られる。像面湾曲によく用いられる解決方法として補正レンズ系を入れる事が考えられるが、JASMINE 計画では非常に広視野を必要としているためこの像面湾曲を補正するのは相当困難である。また補正光学系のために発生する色収差を取り除く事も、幅広い波長を用いる場合には困難をともなう。バックフォーカスを伸ばし、像面湾曲を緩和させるという方法はあり、製作の容易さなどを考慮すると有力な可能性の一つではあるが、口径が大きい光学系では PSF が小さいので精度が要求されやはり困難である。ここでは像面湾曲を含めた収差を積極的かつ十分に補正可能な光学系を考えたい。

以上の観点から、3 枚鏡の光学系を考える。光学系はリッチー・クレチエン系に比べて多少複雑になるが 3 枚光学系は 2 枚鏡に比べて自由度が増えるので球面収差、コマ収差に加えて像面湾曲も同時に補正できる可能性がある。さらに、補正レンズ系を用いずに補正が出来れば、色収差からも完全に解放される。そこで、我々は 3 枚鏡を基本にした光学設計を考えることにした。

3 枚鏡の光学系として、Korsch は 1977 年、モデルを一つ提案した。この光学系は比較的広視野で長焦点の光学系で、JASMINE の要求を満たす光学系の候補となり得る。実際、SNAP とよばれる超新星探査を目的とする NASA の衛星でもこれと同じ型の Korsch 系の採用が予定されている。この Korsch 系は 2 枚目と 3 枚目の鏡の間で一度焦点を結び、その後 3 枚目の鏡でもう一度焦点を結ぶ構造になっている。2 枚目と 3 枚目の鏡の間で一度結ぶ焦点付近に光束を別の軸に出すための平面鏡が存在するために、この Korsch 系の焦点面の中央で、像の欠落が存在する。Korsch 系は広視野であるが、像面歪曲などの収差の小さい中心部が使えず、星の位置決定が重要なアストロメトリー観測には特に不利である。以上で述べた Korsch 系の長所、短所を踏まえて、我々は長焦点、広視野でかつ視野中心の欠落のない光学系の検討をおこなった。

観測を行うための光学系の仕様要求を次に述べる。JASMINE として考えている光学系は主鏡の口径 1.5m である。焦点距離に関しては検出器上で星像サイズが 2 ピクセルにわたるよう設計する必要がある。具体的には、Point Spread Function(PSF) の典型的なサイズである λ/D で 2 ピクセルになるよう設計する。そのため、焦点距離は非常に長く、50.0m となる。焦点面に関しては、アストロメトリー観測用として、１画素 15μm で

4k×2k の検出器を 98 (7×14) 個並べる。従って、焦点面サイズとしては 43.0cm×43.0cm となり実視野 0.49°×0.49° となる。視直径 0.75° の範囲において回折限界で決まる良像が得られるようにする。焦点面は検出器を多数並べる事を考えているので、できるだけフラットが望ましいが、より良い性能をよりコンパクトにする可能性を探るため若干の曲率を許すことにする。また、アストロメトリー観測では星の位置を正確に決めることが重要であるので、像面歪曲はできるだけ小さいのが望ましい。以上でのべた仕様要求を満たす光学系の可能性を検討した。その検討した光学系の概観を図 6.14 に示す。

他の一般的な光学系と大きく異なる点は主鏡前方の第 1 副鏡あたりに二枚の交差する平面鏡があるが、これはビーム混合鏡とよばれるもので 2 つのフィールドを同一焦点面に取り込むものである。このビーム混合鏡は JASMINE 光学系特有のものであり、アストロメトリ観測に重要な役割を果たす。JASMINE 光学系の詳細な説明に移る前にまず、6.4 章でも少し述べたが、ビーム混合鏡について説明しておく。高精度グローバルアストロメトリーを実現するため大角度離れた 2 つの視野を同時観測する必要がある。この際 JASMINE では 2 台の望遠鏡を大角度離して設置するのではなく、1 台の望遠鏡の前に 2 枚の平面鏡を一定の角度を付けて光学系上半分と下半分に設置することで大角度離れた 2 つの視野を得る。以上のように 1 台の望遠鏡を用いてビーム混合鏡により 2 つの視野を観測する設計をしている理由は光学系が 1 つですみ、ミッション部が簡素化できる点や、焦点面を 2 つの視野が共有できる事で検出器個数が半減できる点に加え、2 つの視野の相対角を高精度に管理するにあたりビーム混合鏡だけに注意を払えば良いという事が上げられる。なお、同一検出器上に得られた 2 つの視野からの星はあとからのデータ解析で分離が可能である。

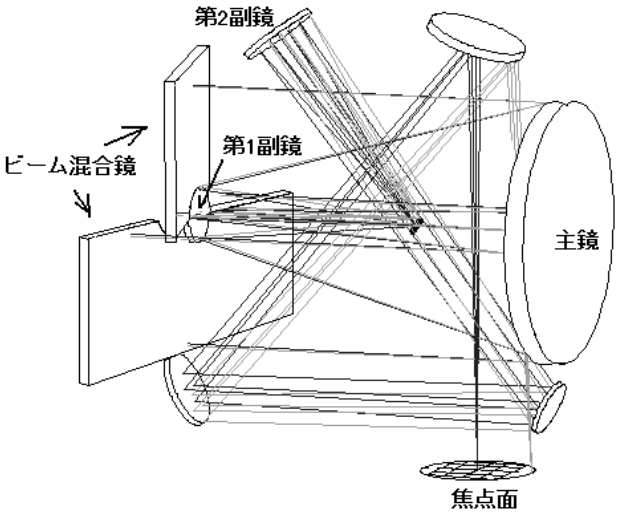


図 6.14: JASMINE 光学系の全体模式図 (カラー 15 ページ)

観測される 2 方向のなす角度、すなわちベーシックアングルは星の位置と衛星姿勢の変動を同時に解く際に生じる解の縮退が起こりにくい角度として定められる。すなわち、1 周に相当する 2π と、2 つの視野の間の相対角であるベーシックアングルとの比が小さな整数による分数で表されると縮退が起きるのでそういった角度をベーシックアングルとして選ぶ事を避ける必要がある。そこで以上でのべた縮退が出来るだけ起こらないように角度を検討した結果、2π とベーシックアングルの比は分母、分子ががそれぞれある初期値をもったフィボナッチ数列の極限値であることがわかった。その角度の一つは 99.5° であり、比較的縮退が起こりにくい角度のうちの一つである。そこで光学系のサイズなども考慮して、JASMINE ではベーシックアングルとして 99.5° を選ぶ。ビーム混合鏡の平面鏡はベーシックアングルの 2 分の 1 の角度、すなわち互いに 49.75° を成して設置される。

次に集光部分の説明に移る。この光学系は主に 1.5m の主鏡と 2 枚の副鏡の合計 3 枚の鏡より成る。主鏡、副鏡によりまず 1 度結像し、結像したところで、平面鏡により異なる軸へ光束を移す。その光束を再度第 3 鏡 (凹面鏡) にて拡大しつつ検出器上で結像させている。第 3 鏡以降の光束はコンパクトにおさえるため、平面鏡にて 3 度折りたたんでいる。焦点面では若干の像面湾曲を許し、検出器を並べる時にある程度は吸収できるとする。

中心視野、0.27°、0.375° の 3 方向におけるスポット図 (図 6.15) を示す。スポットサイズとの比較のため、エアリーディスクのサイズも同時に描かれてある。見ての通り、エアリーディスクのサイズに対して充分に小さくスポットが収まっており収差は非常に良好である事が読み取れる。

次にアストロメトリーで重要な像面歪曲について見る。次の図はグリッド歪曲を示しており、視野の歪み

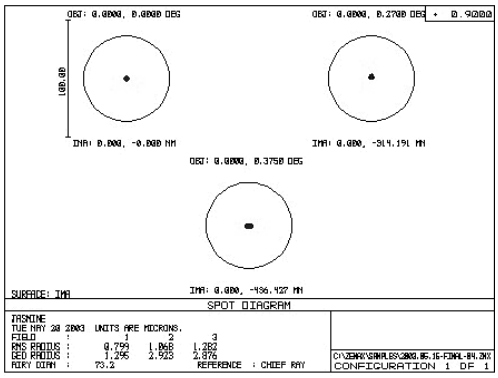


図 6.15: JASMINE 光学系のスポットダイヤグラム

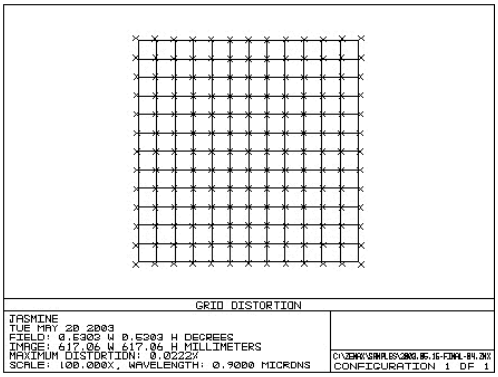


図 6.16: グリッド歪曲 (Grid Distortion)

を 100 倍に拡大してあらわしている。像面歪曲は視野中心から離れる程大きいが最大でも 0.02 %程度であり、JASMINE のアストロメトリー観測が可能な程小さいと考えられる。

検討した光学系の収差、性能評価などに関して、アストロメトリー観測に必要な精度が得られており、最終的な候補のうちの一つとなり得る。

長焦点、広視野の光学系は JASMINE 計画のみならず、非常に幅広い需要が考えられ、今後ますます、重要性が高まると考えられる。その長焦点、広視野の光学系として、Korsch 系を基にした 3 枚鏡系を検討した。JASMINE では、視直径 0.75° の広視野が必要であるが、その視野全体にわたって回折限界を充分に下回る波面誤差となる光学系の候補が得られた。従って、高精度アストロメトリー観測に耐えうる 3 枚鏡系の可能性が得られた。像の歪みである像面歪曲に関しても最大値で 0.02 %と充分に小さい視野が得られ、アストロメトリー観測に適した視野を得ることができた。鏡のみでの設計なので、もちろん完全に色消しである。2 軸 Korsch 系の場合、焦点近くに光束をさえぎる平面鏡が存在する事により視野の欠落が心配であるが、その欠落が起こらないように工夫した結果、ケラレのない視野を得る事ができた。これにより収差の少ない視野中心部を有効に活用できる仕様になっている。焦点面はより良い視野を実現し、かつ光学系がコンパクトになるようにするため、若干の曲率を許して設計をしたが、曲率半径は 19m と大きく問題はないと思われる。最終的には、打ち上げ候補ロケットのフェアリングを想定したサイズに収まる範囲で JASMINE の要求を満たす光学系の設計が可能である。

6.5.2 検出器

近赤外線での観測は JASMINE 衛星の他にはない特徴で、これにより独自の科学成果が期待される。しかし、実際に近赤外線のどこの波長域で観測を行うかは慎重に考えなければならない。得られる科学成果を最優先で考慮することは当然であるが、それ以外にも検出器の実現可能性、衛星システムからの制限、コスト等、さまざまな技術課題を考慮することが重要である。特に検出器開発は重要な要素である。JASMINE の検出器に対する要求をまとめると、赤外線に対して感度があること、TDI(Time Delayed Integration) モード、あるいはそれに類する連続観測用のモードが利用可能であること、ピクセルサイズの 1/1000 程度の星像中心位置決定精度を持つことである。

サーベイ観測を行なう場合、TDI モードあるいはそれに類する連続観測用のモードを持つことは、三つの利点がある。

1. 観測効率が向上する
2. データ転送レートを低く押えられる
3. 感度補正が有利である

従って、サーベイ観測においては必須の技術である。例えば SDSS(Sloan Digial Sky Survey) などでも TDI を利用している。TDI は、CCD では容易に実現可能であるが、赤外線アレイ型検出器の場合には新たな開発が必要となる。検出器側で連続観測用のモードが利用できない場合、2MASS で行われているように副鏡によるスキャンを行なう、望遠鏡自身をステップでポインティングするなどの代替方法が考えられる。副鏡によるスキャンは、光学系に新たな可動部分を設けることになる。副鏡の向きを正確にモニターしなければならないことと、副鏡の動きが衛星自身の姿勢にも影響を与えるため、衛星の姿勢制御、あるいはモニターの問題が発生する。望遠鏡自身、すなわち衛星自身をステップでポインティングする場合、同時にポインティング精度を確保する必要があり、また衛星が動いている状態ととまっている状態を交互に行うことから衛星の姿勢を高精度かつ安定にどこまで制御できるか慎重に検討する必要がある。また、連続観測モードで無い場合は、電荷を蓄えて一度で読み出すことになるので、読み出しに時間がかかるため観測のデューティーサイクルが減少し、またピークのデータ転送量が大きくなることに対処しなければならない。

ダストによる吸収の観点だけから考えれば、K バンドなどもう少し長波長での観測が望ましい。しかしながら、我々の銀河系モデルを用いた評価によって、アストロメトリの目標精度を得られる星の数で比較すると、K バンドでの観測と z バンドでの観測とはほぼ同数の星を観測できることが分かった。その理由として、目標精度を達成できる等級の範囲内でかつ遠方では、K 型あるいは M 型巨星が主として観測されるが、それらの星は z バンド付近で明るいことがあげられる。また、波長が長くなると、アストロメトリで同じ精度を得るためにはより多くの光子が必要となり、K バンドでは、明るい等級しか目標精度を達成することができずに、観測される個数がその分少なくなるという理由が考えられる。また、検出器一個あたりの価格も z バンドに比較して K バンドのものは非常に高価になり、同じ予算で配列できる検出器の数は数十分の一に減ってしまい、この点からもアストロメトリの精度を得ることは難しくなる。z バンドのものは通常の CCD と同じ原理で動作するため、現在天文で標準的に利用されている 2048×4096 ピクセルの大フォーマットのものが安価で製作可能である。さらに、現在開発されている K バンドで感度がある検出器には連続観測モードを実装したものが無く、この点が新たな開発項目となる。こういった点を考え併せると、現段階での近赤外線位置天文観測では z バンドが最適である。

現段階で我々が検討している検出器は、裏面照射型完全空乏 CCD という検出器である。この CCD は、通常の CCD のようにモノリシックなシリコン基板で作られるが、特殊なシリコン基板を使用することにより、可視光から波長 1μm の近赤外線まで感度を有する新タイプの CCD である。原理は通常の CCD と同じものであるから、TDI モードを利用することが可能である。

完全空乏型の CCD とは次のような CCD である。CCD 検出器はシリコンの空乏層で光子を受光してこれを電気信号に変換する。この空乏層の厚みは通常は数十 μm 程度であるが、これを 300μm 程度に厚くすることにより、赤外線領域での感度を上げることなる。一方、裏面照射型とは次のようなタイプのものである。通常の CCD では表面から光をあてるため、読み出しなどのために電子回路を実装することにより、受光面積が小さくなり、効率が低くなる。そこで、回路とは反対側 (裏面) から光を照射することで、検出効率を向上するタイプのものである。

1μm 帯で使用可能な CCD は、まだ開発段階にあり現時点で容易に入手が可能というわけではないが、国立天文台の宮崎聡氏を中心としたグループと浜松フォトニクス社が共同で現在すばる望遠鏡の主焦点カメラの更新のために開発が進められており (Hyper Suprime-Cam)、その開発は順調に進みつつある。現在開発中の z-band に感度がある CCD の感度曲線は、図 6.17 のようである。1μm での量子効率は約 80% 程度まで向上している。

ところで最近、開発中の CCD に裏面照射プロセスを施したところ、ダークカレントと呼ばれるノイズが増大した。しかしながら、イオン注入ゲタリングと呼ばれる技術があって、このノイズを減少させることができることが知られている。この改良を施したところ、ノイズはかなり減少しており、実用化まではもう一歩というところまで近付いている。

小型のものであれば数年以内には実用可能なものが量産できるようになる見込みである。今後は、2048×4096 ピクセルの大フォーマットの素子を設計、試作し、大型素子の組み立て技術を確立することが目標となる。

6.6　衛星システム概要

6.6.1　軌道

軌道を選定するにあたり、主に次のようなことを考慮しトレードオフする必要がある。

熱環境 地球から遠いほど、地球からの熱やその変動を受けずに安定している。更に太陽と地球はともに熱源となるので熱を管理するには同じ方向に見えている方が都合良い。

通信量 地球から遠いと大容量の通信が困難となる。つまり、通信アンテナを巨大にする必要や、振動が大きいパラボラアンテナを用いる必要が出てくる。

軌道保持制御 軌道を保持するためにどの程度の制御を何回程度行わなくてはいけないのか、ということも運用のしやすさ、持参する燃料の量の観点から重要な要点である。

打ち上げ重量 打ち上げロケットにより打ち上げ可能重量は変わるが、軌道によっても変わる。また、相乗りをする場合、相手の衛星からの影響もある。

打ち上げ機会 これも相乗りする場合には相手との組み合わせなどの影響を受ける。一般に、L2 などは打ち上げ機会が少ない一方、静止軌道など打ち上げ機会が多い。

高精度グローバルアストロメトリを達成するために大角度離れた 2 つの視野を同時に観測することが必要不可欠であるが、その二つの視野の角度を決めるビーム混合鏡は高精度に角度が一定に保たれなければならない。従って熱変動を非常に嫌うため熱環境が安定していることがもっとも重要な項目のひとつである。熱環境の観点から、アストロメトリー観測の障害となる太陽、地球などは同一方向にあるのがよく、この場合、充分な観測時間を確保するためにも都合が良い。以上の観点から太陽－地球系の L2 ポイントが有力候補となりえる (図 6.18)。実際、ヨーロッパのアストロメトリー衛星である GAIA も L2 ポイントを軌道の候補としている。L2 ポイントとしてハロー軌道とリサージュ軌道があるが、リサージュは、衛星から見て太陽と地球がほぼ同一方向に見えるという利点がある一方で地球による太陽の蝕の心配がある。ただし、GAIA でも行うように、適切に初期条件を選べばミッション期間中蝕が起こらないようにすることが可能である。従ってリサージュ軌道を有力候補とはしているが、なおさらに両軌道を検討中である。

さらに、L2 ポイントは上で述べたように衛星から見て太陽地球がほぼ同一方向に見え、なおかつ地球から 150 万 km と離れているため熱的環境はかなり優れていると考えられる。また、JASMINE では z-band 検出器を用いる計画であるのでおよそ 170K 程度の環境を予定しているが、これは放射冷却により容易に達成できる。その一方で 150 万 km 離れていることから通信のためのアンテナを巨大にする必要が出てくるという短所もある (機械振動がないフェーズドアレイと呼ばれるアンテナが使えずに、振動が予想されるパラボラアンテナを

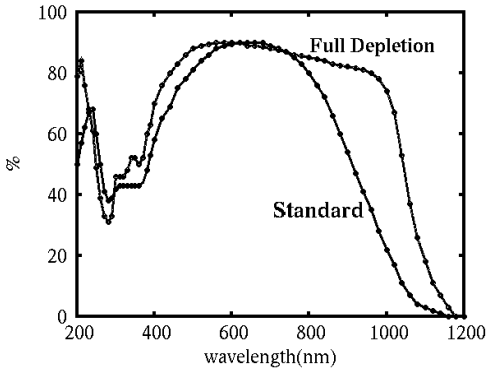


図 6.17: 検出器の感度曲線

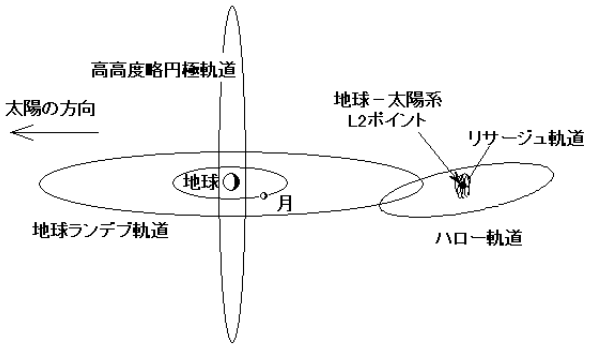


図 6.18: 様々な軌道

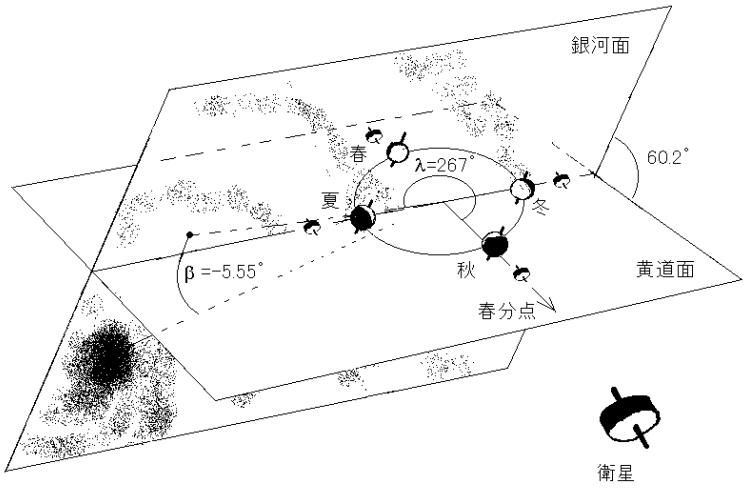


図 6.19: 銀河面と黄道面との関係及び、衛星、地球、太陽の位置関係

使わざるを得ない可能性も出てくる。詳細は、オンボード処理と通信系の小節を参照のこと)。更に、相乗りで行く場合、打ち上げの機会も少ないと考えられる。

一方、太陽－地球系の L2 ポイント以外の軌道でも、L2 ポイントより地球に近い軌道であったり、軌道が極めて安定である場合には、熱的環境が L2 に及ばないとしても検討する価値は十分にある。地球の軌道の長半径と等しい長半径をもち、地球と離心率がわずかに異なる軌道を選ぶと太陽のまわりを公転周期 1 年でまわる軌道が得られ、これを地球ランデブ軌道と呼ぶが、この軌道についても検討中である。この軌道は非常に安定で L2 ポイントの場合には数ヶ月に 1 度軌道保持制御が必要となる一方で地球ランデブ軌道ではミッション期間中にほとんど軌道保持制御が不要である。また、通信量についても L2 程厳しくはない。ただ、黄道面を通る軌道なので太陽が地球の影に入る蝕の問題があるが、わずかな傾斜角を持たせる事で蝕に入る頻度を 3 年に一度程度に出来る。すなわち、JASMINE ミッション期間中 1 回程度制御ですむ。さらに、黄道面に垂直な軌道面をもった高高度の地球周回軌道である高高度略円極軌道も検討中であるし、静止軌道も視野に入れて検討を行う。

以上、軌道に関しては未定だが、いくつかの重要な観点から十分なトレードオフを行い、検討を進めていきたい。

6.6.2 姿勢系

6.4 章の観測手法でも述べたように、JASMINE は銀河面およびバルジのサーベイを目標としているが、その一方で高精度のアストロメトリーを達成するためには大角度離れた 2 つの視野を同時観測しながらその 2 つの視野を含む大円上をサーベイする必要がある。以上の用件を満たしつつミッション期間で目標精度が達成できるようサーベイ方法を決定しなければならない。そこで、JASMINE では次のような方法をとる。銀河面を含めた銀緯 ±3.5° の範囲、すなわち、360° × 7° の銀河面サーベイをおこなう。

銀河面サーベイを達成するために図 6.20(上) で示すように衛星の回転軸を銀極に対して 3.5° 傾け、1 周 5 時間の自転運動により銀河面から 3.5° 傾けた大円上サーベイをおこなう。このスピン軸を銀極周りで歳差運動をさせることにより、銀河面から 3.5° 傾いた様々な大円をサーベイすることになる。これにより、銀河面を含む銀緯 ±3.5° の範囲をすべてサーベイすることが出来て銀河面サーベイが達成される (図 6.20(下) 参照)。サーベイする銀河面は黄道面とおよそ 60° の角度で交わっているため、夏と冬の年 2 回太陽は銀河面を通過することとなる (図 6.19 参照)。そこで、太陽が通過する前後、太陽がおよそ銀緯 ±45° 以内に入る時には銀河面サーベイを一時中断し、その間太陽を含まない大円サーベイに切り替える計画である。観測可能期間は春と秋の年 2 回存在するが、それぞれの観測可能期間の前後には銀河面は観測できないがバルジはさらに観測できる期間が存在する。その時は銀河面は含まないがバルジを含む大円でサーベイする計画である。

大円サーベイにおける自転周期はおよそ 5 時間でおこなうものとする。これは目標とする等級の星が検出器を通過する間にフォトンが検出器の容量を超えずに、適切な量だけ積分できるように設定される。すなわち、用いる検出器と目標の等級によってこの自転周期は定まる。次に自転軸に関して、自転 1 回転する間に視野直径の 4 分の 1 程度ずつ視野がずれるように歳差運動させる (図 6.21)。

すなわち、4 周程度の間は同じ星を観測できるように歳差運動をさせる。視野をある程度重なり合うようにしながら歳差運動をおこなう理由は次の通りである。高精度アストロメトリーを行うためには、観測データから星の位置、衛星の姿勢を同時に解かねばならない。その際に一度観測した星を衛星が 1 周自転して戻って観測した時にちょうど 2π だけ回転したという事実を用いる (1 周する数時間という時間スケールは 1 年の時間スケールに比べて充分に短いためその間に星がほとんど動かないという事を利用している)。以上の解析をおこなうためには少なくとも 2 周は同じ星を見なければならない。この観点でいえば、同じ星を観測する回数は多いほうが良いが、一方でミッション期間中のいろいろな時期で何度も観測しないと年周視差がうまく導出できないという問題もある。以上を考慮し現在のところ歳差運動はおよそ 1ヶ月 (36.9 日) としている。

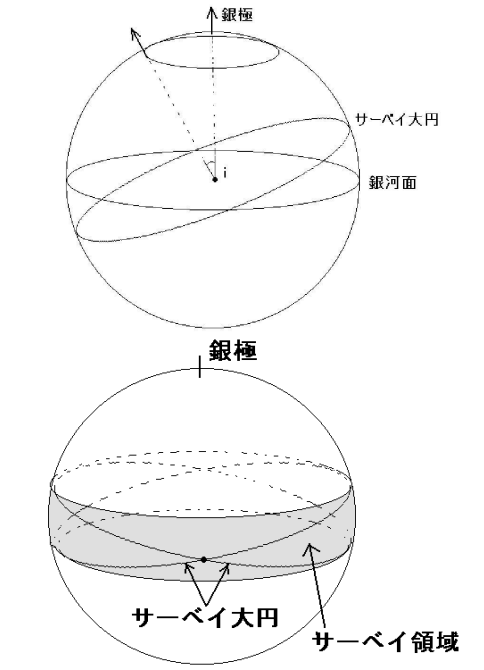


図 6.20: サーベイ方法の図 (上) とサーベイ領域 (下)

以上が基本的なサーベイ方法であるが、不幸にしてミッション機器が途中で不具合を起こしたとしても、その段階での一定の成果が得られるようサーベイ方法を検討し、様々なサクセスレベルを設定しておかねばならない。JASMINE は z-band 検出器を搭載する予定であるが、z-band での銀河面のまとまったカタログは存在しない。そこで、初期段階で少しでも観測が出来ればそれは z-band のカタログとして役に立つであろう。更に、初期段階ではスピン軸を銀河極にあわせ銀河面が大円となるようにサーベイをおこなう事を検討している。すなわち歳差運動させずに同じ大円上を繰り返しサーベイし続ける。こうする事で、わずかな領域ではあってもそこでは高精度アストロメトリーが達成されるようになる。3 ヶ月半で銀河面は 10μas の位置決定精度が得られる。それが成功したら次に上で述べたようにスピン軸を銀極から傾け歳差運動をさせながら大円サーベイをおこなう。この状態で 1 年半以上大丈夫であれば今度は位置決定だけでなく、年周視差が求まる。また引き続き 5 年ミッションが続けば目標である銀河面およびバルジが 10μas の精度で位置および年周視差などが求まる。

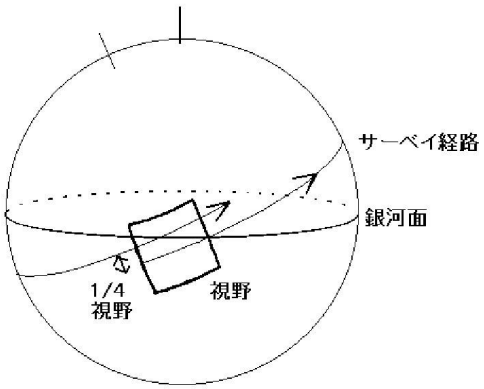


図 6.21: サーベイ領域の移動

JASMINE のサーベイ方法はすでに成功を収めた位置天文観測衛星 Hipparcos や、現在検討が進められている GAIA と大きく異なる。Hipparcos や GAIA はすべて全天サーベイをおこなう。一般に全天サーベイは衛星のスピン軸と太陽のなす角度を一定に保ちながら自転させる。また、太陽の方向の周りにスピン軸を歳差運動させる。すると衛星が太陽の周りの公転するために、歳差運動の軸となる太陽方向が変化する効果と相まって、自然に全天サーベイが達成される。この場合、2 つの利点がある。すなわち、太陽の方向と一定の角度をなして歳差運動させる事により、太陽方向と衛星回転軸の位置関係が変化せず、熱的に安定した環境が達成される。また、太陽からの熱輻射を利用して、自然な歳差運動が達成される。我々は銀河面サーベイをするが、銀河面

は黄道面に対して 60° 傾いており、銀緯 ±45° 以上に太陽が存在する時のみ観測する事を考慮すると衛星のスピン軸に対して太陽は 30° から 45° の範囲を変化する事になる。ここが Hipparcos や GAIA とのサーベイ手法の異なる部分である。この場合の熱設計は今後詳細に調べて、詰めていく予定である。

6.6.3 熱構造

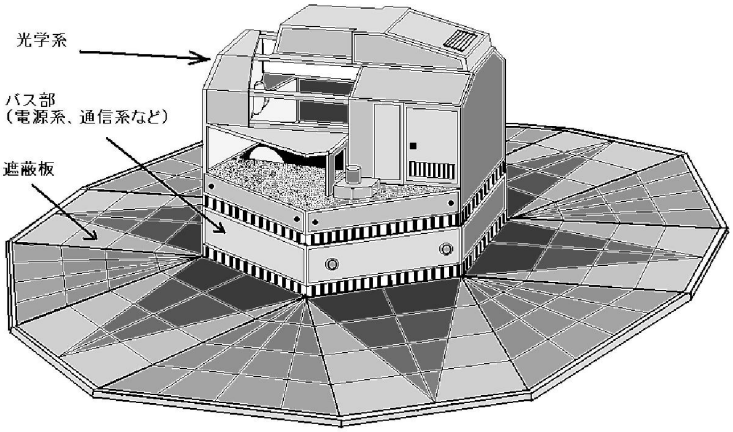


図 6.22: JASMINE 概観図 (カラー 15 ページ)

JASMINE は光学系を中心とするミッション部を太陽から直接に来る輻射から守る必要がある。特に高精度アストロメトリを行うためには大角度離れた 2 つの視野を同時観測するがその 2 つの視野の角度、すなわちベーシックアングルが自転する時間スケールである 5 時間で出来るだけ一定に保たれなければならない。また z-band 検出器を用いているのでミッション部はおよそ 170K まで放射冷却させたい。そこで、ミッション部が十分に覆える程度に大きく開いた遮蔽板で常に太陽の影になるように衛星を姿勢制御し、太陽の熱から守る構造をとっている。(JASMINE 概観図 (6.22) 参照)。

次に温度変動に関して非常に安定な熱的環境を必要とする。ここで、実際にどの程度の熱設計が必要なのかを検討する。

10μas という高精度アストロメトリーを達成するために何をどの程度の精度で温度制御することが要求されるかを考える。10μas の高精度アストロメトリーを実現するためにはビーム混合鏡の 2 つの鏡の相対角が衛星の自転の時間スケール (5 時間) で 10μas 以下の変動に抑える事が必要となる。5 時間より短い時間スケールでビーム混合鏡が振動してしまうと、その振動と衛星の姿勢の振動との縮退のため、精度よく星の位置決定が出来なくなる。

ここで、鏡面の温度ムラと相対角変動の関係について考える。鏡面法線方向の変動は、鏡面の場所ごとの温度ムラにより鏡の厚みが変化する事によって鏡面法線方向が変動する効果と、鏡の上面、下面の温度ムラによって反りが発生する事で鏡面法線方向が変動する効果がある。鏡面の場所ごとの温度ムラは厚み方向の温度ムラに比べて大きい事を考慮して (熱伝導性により鏡の厚み方向の温度ムラは鏡の場所ごとの温度ムラに比べて早く均される)、両者の効果は同程度である事が確かめられる。従って厚みの変動による鏡面方向の変動で典型的な鏡面法線方向の変動を取り扱う事が出来る。以上の事を考慮すると、最終的には全体で総合的に熱構造解析を行うことが必要であるが、第 0 次的な議論は以下で見積もられる式による議論でも可能である。鏡面の方向の変化 $\Delta\theta$ はおよそ、次のように表される。

$$\Delta\theta = \frac{D}{L}\eta\Delta T \tag{6.1}$$

ここで、D、 L はそれぞれビーム混合鏡の厚みと典型的長さを表す。η は膨張係数、ΔT は温度変化を表す。この関係式の正当性は数値実験でも確かめられる。

これによれば、例えば鏡の材質を SiC とすればおよそ、温度変動 ΔT は 10^{-3}K の範囲におさえれば鏡面方向変動、すなわちベーシックアングル変動は 10μas 以下に抑えることが可能である。それでは、次にどのような熱設計をすればビーム混合鏡に対して 10^{-3}K 程度の温度管理が可能かどうかを検討する。

いま、ビーム混合鏡に対して熱放出と熱入力が平均的につりあっており、熱入力変動 δF_{in} があった時この δF_{in} がどの程度であれば温度変動が 10^{-3}K 程度におさえられるのかを数値解析した。SiC を用いた場合ビー

階層	bit/星像	ピーク	平均	一周期データ	備考
生データ		3.6Gbps(460MB/s)			
星像の数		6.3 万星/s	4500 星/s		
2D ウインドー	720	43Mbps	9 Mbps	18 GB	
1D 情報に落とす	95	5.7Mbps	1.2Mbps	2.4GB	報告書

表 6.3: JASMINE データの階層、Mbps は 1024^2bps、Gbps は 1024^3bps、GB は 1024^3B で計算。一日 24 時間通信可能とした値。

ム混合鏡の熱容量 $C = 7 \times 10^2$[J/kg/K] と、密度 $\rho = 3 \times 10^3$[kg/m^3] である事を考慮して熱量の変化から温度変化を計算する。

計算結果は図 6.23 で示す。横軸は時間であり、3 本のグラフが描かれているが、ビーム混合鏡への熱入力と熱放射と温度を表している。破線 D で描かれたものは熱入力変動をあらわしている。変動量の振幅を 0.1W で与えている。この熱変動に対して混合鏡の温度が変動するが、その結果として温度の 4 乗に比例した熱放射がある。その熱放射の変動量は太線 E であらわされる。更に温度変動としては線 C で表される。見て分かるとおり温度はおよそ 1mK の範囲で変動する。数値計算の結果によると、170K で衛星ミッション部を保つ場合、ビーム混合鏡における熱入力と熱放射はおよそ 19W 程度でバランスし、熱入力変動 0.1W に抑えることができれば温度変動として 1mK 程度に抑えられる。結果として鏡の相対角の変動を 10μas 以下に抑えられる可能性がある。では実際に、0.1W の熱変動に抑えられるかは詳細な検討を要する。

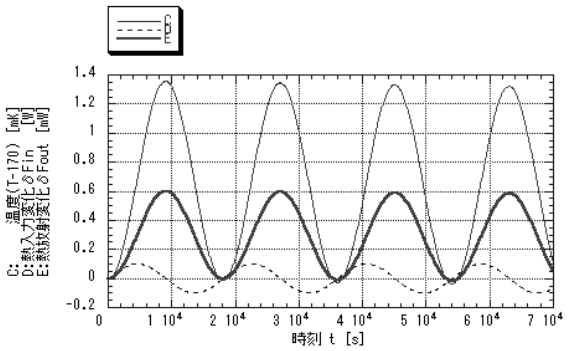


図 6.23: 熱変動

6.6.4 オンボード処理と通信系

JASMINE では、視野約 0.5° × 0.5° を 2048 × 4096 ピクセルの検出器約 100 個で観測する。視野全体のデータが約 3.5 秒で出力されるので、1 秒あたりに出力されるピクセル数は 2.3 億ピクセルとなる。ピクセルあたりの情報量は 16bit なので、生データは 3.5Gbps となる。JASMINE は、熱環境の問題から地球- 太陽 L2 点等を候補とする地球から遠く離れた軌道で運用されるため、衛星からこれだけの大量のデータを地上に転送することは不可能である。このため、連続データ (動画) の中で星の位置の精密な解析に必要な最小限のデータを切り出して、地上に送る必要がある。JASMINE がメインターゲットとする銀河系バルジ付近では、z バンドで約 17 等級までの星が一平方度あたり 50 万個程度存在する。JASMINE の視野面積と露出時間から、1 秒あたり 7 万個程度の星像が検出される計算となる。JASMINE では、星像として 5 × 9 ピクセルのウインドウが解析に必要である。解析に必要な画像データは 1 秒あたり最も星の多いところで 300 万ピクセル程度、星の少ないところではその 1 桁強少なくなる。ピークで 50Mbps 程度、平均では数 Mbps で十分であると評価される。このウインドーを切り出して地上に転送することで、衛星との通信が現実的な値となる。

表 6.3 に、上で評価した通信量に関するおよその数値を掲げた。平均値として 9Mbps 程度という値は一日 24 時間通信が可能であると仮定した数値であるが、実際には通信可能時間帯は地上の通信局から衛星が見えている時間帯である。従って、詳細は通信局を定めなければ評価できないが、一般的には通信可能時間帯は一日約 8 時間、通信レートがこの数値の 3 倍程度となる。仮に軌道を地球-太陽 L2 点とした場合に、30Mbps という通信帯域は、過去の実用衛星の実績から考えて不可能な値ではないが、二つの問題点を含む。

- 過去のサイエンスミッションでこのような広帯域が認められたことは無い
- 大型のパラボラアンテナを必要とする

この広帯域の実現方法としては、衛星に大型のパラボラアンテナを搭載して、常に地球の方向を向くように駆動して通信を確保することである。一方、JASMINE は姿勢精度要求が非常に厳しく、このような可動物を搭載することはデータの質を著しく低める原因となり得る。そこで、フェーズドアレイアンテナと呼ばれる電気的に指向性を変化させることのできるアンテナを搭載することが望ましい。フェーズドアレイアンテナは、L2 点からの通信を考えれば帯域が 1Mbps 前後と小さい。さて、JASMINE の観測方式では、スキャン垂直方向の精度は確保できず、スキャン方向の精度だけが重要となる。星の二次元的な位置は、互いに交差する異なった大円方向にスキャンした場合のデータを併せて解析することで得る。従って、スキャン垂直方向については詳細な情報を地上に転送しなくても、観測精度に大きな影響は無いと考えられる。そこで、JASMINE ではさらに 9×5 ピクセルの星像ウインドーのデータのスキャン垂直方向 9 ピクセル分を積分し、スキャン方向の 5 個のデータとして転送することを考える。

この方式においても、表 6.3 で示すように一日 24 時間通信時間を確保できたときにようやく現実的な値となる (1.2Mbps)。実際には、衛星が地上局から見えている時間は、観測時間のおよそ 1/3 程度である。したがって、データ量をさらに 1/3 程度に減らす必要がある。このため、これらのデータを圧縮する。近年インターネットの普及にともなって、画像圧縮技術は飛躍的に進歩している。これらの技術によると、データは数十分の一の量まで圧縮できるが、それらは非可逆圧縮と呼ばれる技術で、圧縮画像からもとのデータに戻すことはできない。おおよその様子を見るだけであればこれでも十分だが、JASMINE の場合は多数回の観測結果をポアッソンノイズも含めて蓄積して精度を向上させるため、可逆圧縮、すなわち圧縮データからもとのデータを完全に復元できる圧縮方法が必要である。文字情報であれば可逆圧縮でも数十倍程度の圧縮が可能であるが、画像情報などのバイナリーデータにおける圧縮では 1/3 程度が限界である。フリーソフトウエアなどの配布に用いられる圧縮形式は、バイナリーデータで 1/3 程度の圧縮を可能とするが、これらは大きなデータの圧縮には適するが、小さなデータの圧縮率は極めて低く、また膨大な計算量が必要とされる。そこで、圧縮手法を検討したところ、小さなデータでも 1/3 程度の圧縮が可能であり、かつ計算機資源をあまり使わない圧縮方法として、Golomb 符合化があることが分かった。この方法は、天文データに適しており、JASMINE で採用する圧縮手法の候補となり得る。さらに、主成分分析と呼ばれる手法を組み合わせることで、圧縮率を上げることを検討中である。

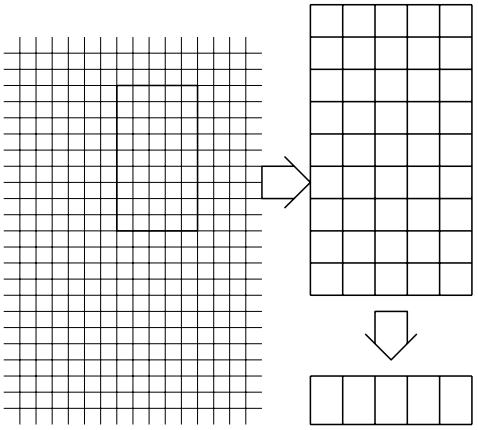


図 6.24: 検出器全体と Window、一次元方向の積分の関係。左側の図のような CCD のピクセルから星像の部分だけを切り出し (右上)、さらにスキャン垂直方向のデータを積分して (右下)、一つの星あたり 5 つのデータを送る。

なお、以上の評価は地球 – 太陽 L2 点からデータを転送することを考慮し、現実的に転送可能なデータ量に落とすための考察である。軌道が地球周回軌道であれば、データ転送の上での問題点はほとんど無い。

以上のような通信量の評価から、JASMINE では衛星機上 (オンボード) で連続画像から星像を切り出す作業を行なう必要があることがわかった。この作業は、1 秒間に 2.3 億ピクセルのデータから最大 7 万個程度の星像を切り出す作業となる。オンボードでの星像検出手法には、大きく分けてピーク探索とテンプレートの適用の二通りの手法がある。

ピーク探索は、ピクセルデータからピークを探し、そのピーク周りが星像であるとして切り出すものである。この場合、主に放射線による星像ではないピークを拾ってしまう可能性があり、星像以外のピークをどの程度除去しつつ、星像はできるだけ沢山拾えるかというところが問題になる。ドイツで過去に計画されていた DIVA プロジェクトでは、この手法を採用する予定であった。ピークを探索する場合に、閾値をどう設定する

かなど細かいパラメータの検討が必要で、今後詳細なシミュレーションを行なう必要がある。

テンプレートの適用は、予め光学系や検出器の特性などから計算された星像のテンプレートを用意して、このテンプレートに合う明るさのパターンを探すものである。この場合は、長期間のミッションの中で検出器の特性が変化したり、比較的明るさが近い連星系などテンプレートとの違いが大きな天体を星と認識しない可能性があり、このためにテンプレートとの一致性の評価の方法などについて、細かいパラメータの検討が必要となる。

6.6.5　打ち上げロケットと電力・重量

打ち上げロケットを何にするかは、軌道の選択、衛星質量、衛星が収まるロケットのフェアリングサイズなどに依存する。JASMINE は、サイエンスの目標達成の範囲内でなるべく技術的、予算的に可能な現実性がある仕様検討を努力していく。そのため、なるべく打ち上げ費用が低コストであり、なおかつフェアリングが仕様要求に合い、選択する軌道まで運べる重量が大きくできる打ち上げロケットを選択する必要がある。その候補としては、もし H-IIA の dual launch の方が M-V ロケットよりも打ち上げコストが低いのならば、H-IIA の dual launch が有力候補となる。さらに、H-IIA の dual launch の場合、軌道として仮に L2 ポイントを考えた場合、打ち上げ可能な重量は、もう一つの相乗りの衛星の軌道が L2 ではない別の軌道であることを考慮しても約 1.2 トンもある (M-V の場合は、約 0.5 トンである) というメリットがある。また、dual launch の場合で一番小さいフェアリングを選んだとしても、M-V のそれよりも容積は大きい。従って、JASMINE としては、H-IIA の dual lauch は有力候補であるが、相乗りできる機会は少ないかもしれない。あと、現在開発中の GX ロケットも有力候補として検討中である。いずれも今後、十分な観点からトレードオフをしていく予定である。

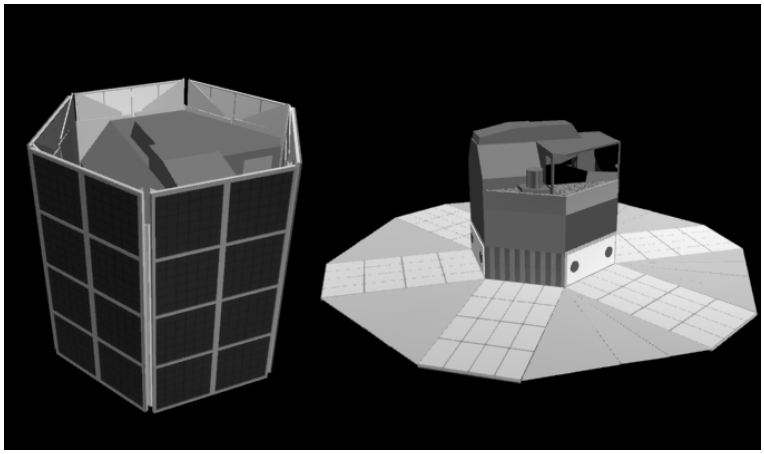


図 6.25: 遮蔽板の展開。打ち上げ時と軌道投入時における展開 (カラー 15 ページ)

なお、JASMINE の遮蔽板は大きいため、打ち上げ時には折りたたんでおく必要がある。そこで、ミッション部 (光学系) および、バス部は六角柱内に収め、6 つの側面に遮蔽板を折りたたんでおき、フェアリングに収納しされる。遮蔽板は軌道投入後、図 6.25 のように展開する。

展開前の遮蔽板の外側の部分、あるいは展開後の下側の部分に太陽電池を張り付け、電力を供給する。遮蔽板の面積が大きいため、現在の太陽電池のエネルギー変換効率 19% を考慮すると、通常処理で電源が不足することは考えにくい。しかしながら、衛星バス部の仕様が未定であること、フェーズドアレイアンテナを使用する場合は必要電力が投入軌道に強く依存するため、詳細は今後検討を要する。

重量は、投入軌道やロケットなどに依存する。現在、L2 点軌道、地球ランデブ軌道、高高度地球周回極軌道などを検討しているが、いずれも MV クラスで 500kg 程度、GX ロケットクラスで 1t 程度、H2A クラスで 2t 強の投入が可能である。

これから推定して、この三つのロケットのいずれでも打ち上げ可能な仕様とするのであれば、打ち上げ能力 500kg を考慮すればよい。従って、ミッション部・衛星バス部・打ち上げ用機構の合計重量を 500kg 以下に抑える必要がある。例えば GAIA の場合、ミッション部に利用できる重量は打ち上げ重量の約半分から 1/3 程度である。鏡の質量は、ミッション部質量の 1/6 程度となっている。500kg の打ち上げ能力の場合、鏡の質量を GAIA の例に従って単純に総重量の 1/12 程度とすれば、40kg 程度に抑える必要がある。現在軽量鏡技術はお

よそ 12kg/m^2 程度まで進歩しているので、現在の仕様内でほぼこの重量に収まると考えられる。また、HII-A dual launch あるいは GX ロケットを想定するなら、重量の制限は約 2 倍ゆるくなることになり、鏡の重量で 80kg 程度までの仕様が可能となる。

6.7 現在までの技術実証実験ならびに仕様検討のためのシミュレーター構築

6.7.1 地上での CCD をもちいた星像中心実験 [5]

星像中心決定は JASMINE 計画の最重要事項の一つである。この星像中心の解析の良し悪しが、そのまま JASMINE の精度に影響する。JASMINE では星の位置決定精度を $z = 14.0$mag で 10μas と定めているので、この 10μas を達成するために 1 検出器、1 回の観測あたり 1 画素のおよそ 140 分の 1 の精度が必要となる。また、明るい星に関して言えば、300 分の 1 画素ないし、500 分の 1 画素以上の精度を出す事が原理的に可能となるため、そういった精度が解析から出せるのかどうかが重要課題となる。そこで我々は地上で CCD 検出器を用いて高精度に星像中心位置を決定できるかどうかの実験を行ってきている。

・ コンフィグレーション(誤差は数 mm)

	ファイバー、レンズ間距離	レンズ、CCD 素子間距離
D=50mm、f=100mm(F=2)	77.0cm	10.8cm
D=50mm、f=150mm(F=3)	69.0cm	18.8cm
D=50mm、f=200mm(F=4)	57.3cm	30.5cm

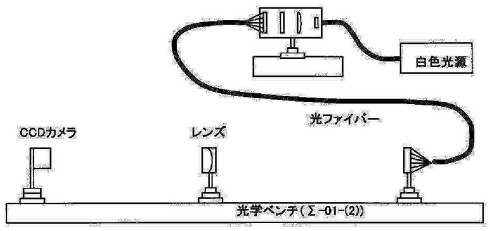


図 6.26: 実験装置コンフィグレーション

実験装置は図 6.26 に示すように、長さ約 1m の光学ベンチ上に、擬似星光源、集光レンズ、CCD カメラをこの順に設置し、集光レンズによる擬似星光源の像を CCD 上に結像させる。擬似星は白色光を、5 行 5 列に並べた断面 10μm の光ファイバー 25 本に導き、端面を光らせて作っている。用いた CCD は 1024×1024 画素で 1 画素 10μm である。また、その CCD は光軸に垂直な方向に、1μm 以下の精度で位置を調節し、星像中心と CCD ピクセルの任意の相対位置関係を実現することができる。また、温度は 0°C に制御されている。集光レンズは口径 5cm、F 値は 2~4 だが、回折により像の大きさを複数の CCD ピクセルにまたがるように調整するため、直径 2.5mm 程度の絞りを入れる。また、実験で中心的に用いるのは F4 の光学系である。すなわち、絞りを入れた状態で F80 の光学系となる。また、概観は図 6.27 に表される。

さて、ここでは JASMINE 計画で用いるために開発したアルゴリズムを簡単に紹介し、そのアルゴリズムを用いて実験の解析をおこなった結果を示す。

図 6.27: 実験装置外観

ここで用いているアルゴリズムは検出器に貯められた星からのフォトンの重心を利用して求める方法 (重心法) を基本としている。その理由は重心を求める事が容易であり、膨大な観測データを解析する際に有利である事、星の形、すなわち PSF の形をあらかじめ仮定しなくて良い事が挙げられる。ただし、PSF の形を仮定しないとはいえ、以下で述べる最小 2 乗法によるパラメータフィッティングの際、パラメータ k を通じて陰に PSF の形が与えられる。

この手法のポイントは観測される星たちが短い時間 (具体的には、衛星が自転する数時間という時間スケール) では相対的位置関係を変えないが、測定される画素の場所により、重心間距離が変化する。この変化を逆に解析の際に利用し、真の星の中心を求めるという手法である。

具体的な手順としてはまず、2 つの星をピックアップし、その 2 つの星について星の重心を含むピクセルを中心に 5×5 ピクセル取り出し重心を求める。星のイメージにおける最頻値を中心として上下左右に 2 ピクセル数だけとり、領域を定める。すなわち、取り出された領域の一辺のピクセル数は 5 で、奇数となる。以降、星像中心を決定するのはこの決められた領域内の情報のみを取り扱う。まず切り取られた領域を用いて photon の重心を求める。ここで求められた重心 (x_c, y_c) は真の中心の値 (x_a, y_a) とはずれている。そこで、真の中心と重心のずれ $x_a - x_c$ は重心のピクセル中心からのずれ、すなわち重心の座標 x_c に比例するとした 1 次の補正を行う。以上を仮定し、多くの観測データを得た後、多くの測定点を満たすパラメータ k を最小 2 乗法により求める。以上の手順に従って解析することで真の星像中心を見積もる事が出来る。

解析結果 星 1 の様々な座標での見積もられた 2 つの星の間の相対的距離をグラフにて示す (図 6.28)。横軸は 2 つの星のうち、一方 (星 1) の座標を表したものである。1 画素のうち、どこに重心があるかによって (横軸の値により) 重心間距離 (D) の値が大きく異なり、重心間距離をそのまま相対的距離として測定すると数分の 1 画素クラスの精度しか得られない。一方、上述のアルゴリズムにより、一次補正をおこない相対的距離を見積もると、プロット (E) をみて解るように、相対的距離の見積もった値は、1 画素の何処で測定しようともかなりの精度で、ほとんど同じ値をとる事が解る。相対的距離の拡大図を図 6.29 に示しておく。さらに、各相対的距離測定値の分布図も図 6.30 に示しておく。

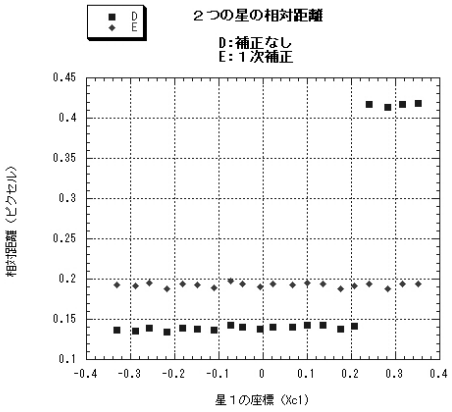


図 6.28: 星 1 の座標に対する 2 つの星の見積もられた相対的距離

この拡大したグラフ (図 6.29) ないし、測定値分布図 (図 6.30) から解るように 2 つの星の相対的距離の誤差はおよそ 300 分の 1 ピクセルの分散の範囲におさまっている。

以上から、アルゴリズムにより 1 次補正されると JASMINE に必要な精度、すなわち、1 検出器 1 回の観測につきおよそ 300 分の 1 画素という精度が達成される事が実験的に示された。

以上の実験は検出器上の 2 つの星の相対的距離を高精度に求めた実験である。しかしこれは光学系の像面歪曲などの影響を受けた星像間距離である。一般に光学系には像面歪曲が存在するのでこういった補正も今後は行わなければならない。すでにアルゴリズムは製作完了しているので、今後実験を進めていく予定である。また JASMINE では最終的に TDI モードを作動させてデータの取得を行うので、より現実に即した状況で実験を行うため、TDI モードを稼動させての実験にも取り掛かっている。すでに TDI を用いての画像取得には成功したので今後はアライメントなどの調整をおこなって実験が出来るデータを取得できるよう進めているところである。

6.7.2 JASMINE シミュレーターのフレームワーク構築

JASMINE プロジェクトは、衛星の仕様と得られるサイエンスの精度の関係が複雑となる。そこで、衛星の仕様と得られるサイエンスの成果を検討するため、全体を統合したシミュレーションソフトウエア–JASMINE Simulator–の構築をすすめている。

JASMINE のような人工衛星を用いた観測の場合、地上観測とは異なるいくつかの特徴がある。

- 装置の運用期間は搭載機器の機械的寿命や放射線による劣化などのため、地上観測機器に比べて極端に短い。この期間内に、効率的な観測を行う必要がある。
- 一度装置を宇宙に打ち上げてしまうと、予めプログラムで想定されている機器の調整以外は不可能である。何か予想外の不具合が発生しても、現場で修正することは不可能である。

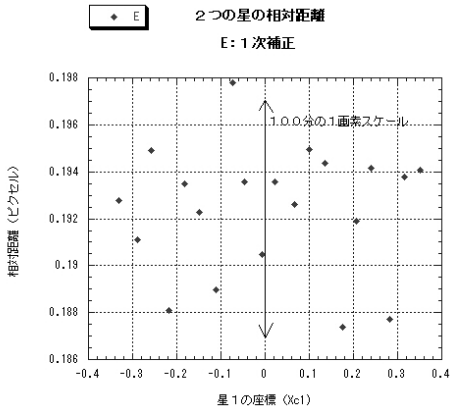


図 6.29: 星１の座標に対する 2 つの星の見積もられた相対的距離の拡大図

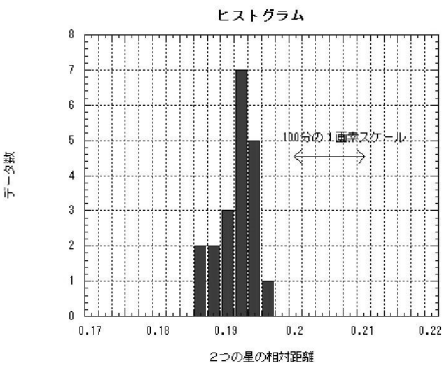


図 6.30: 相対的距離測定値の分布

- 天文学者以外に、ロケット・衛星などの専門家とのディスカッションが必要となる。
- 一部の機器は地上環境では完全な予備実験が困難である。

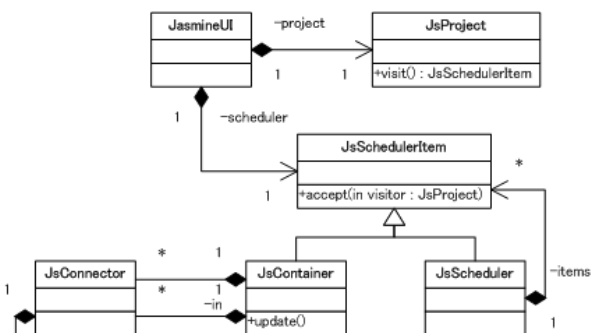
このため、天文学・観測装置・ロケット・衛星の要求をクリアーにして、あらかじめ予想できることは万全の準備を行うとともに、予想外のことが起こった場合も対処しやすいようにしておく必要がある。このため、計算機を用いて、衛星の軌道から観測、データ転送にいたるまでのシミュレーションが有効となる。JASMINE のような衛星プロジェクトはもとより、地上の天文プロジェクトも大型化に向かっており、こういった大型プロジェクトでは今後このような計算機をもちいたシミュレーションシステムの構築は重要と考えられる。日本の従来の天文プロジェクトでは、計算機シミュレーションは個別のテーマ毎に行なわれて来たが、こういった統合的なシミュレーションは行なわれていなかった。JASMINE と同様の位置天文観測衛星プロジェクトに、ESA の GAIA や NASA の SIM があるが、GAIA には Simulator Working Group(SWG) があり、また SIM でもこういったシミュレーションが行われており、海外の大型プロジェクトでは重要性が認識されはじめている。

我々は、このシミュレーター開発にオブジェクト指向技術などの最新の情報科学の技術を採り入れて、開発を進めている。オブジェクト指向技術や cvs などに代表される共同開発のためのツールの利用は、GAIA の Simulator working group においてもその重要性が認識されている。その理由は、シミュレーターそのものがかなり巨大なソフトウエアとなり、適切に部分に分割しないと保守が困難であること、および様々な分野の専門家が協力してソフトウエアを構築するために、部品の独立性を高める必要がある点が上げられる。

JASMINE は、さまざまなパラメータが最終的なサイエンスの成果に関わってくる。パラメータは、およそ以下のようなものである。

- 衛星の軸方向の精度、回転速度の精度や回転軸のぶれなど、衛星姿勢に関わるパラメータ、
- 衛星搭載機器の熱変動や、衛星システムからの振動による影響
- 光学系の製作誤差に起因する誤差
- 検出器の製作誤差や放射線などの影響による性能の劣化
- スキャン観測する領域とスキャンの方法

こういった JASMINE における検討上の要求を考慮し、シミュレーターシステムの枠組を構築した。まずシミュレーションすべき対象を「衛星システム」「光学系」「検出器」「観測対象である宇宙」などのコンポーネントに



分類する。これらのコンポーネントが持つ性質 (属性) 同士の関連 (依存) のしかたは、検討の課題ごとに異なる。そこで、コンポーネントのもつ属性同士の依存性を、グラフィカルに容易に構築できる枠組が必要となる。

そこで、入口と出口が定義されていて中身に関係ない情報受渡しの手段を提供することが必要となる。検出器や光学系などのコンポーネントをまとめて扱えるような「モデル」という抽象概念を導入する。この「モデル」は、上で述べた「中身に関係無く入り口出口が定義された情報の受け渡し手段」を提供する「箱」に収められる。一つの箱は、「入口」から入ってきた情報をもとに必要な計算をして、「出口」へ出すべき必要な情報を用意する。実際にシミュレーションを行うには、シミュレーションに係わる「モデル」が収められた複数の箱を用意する。あるの「箱」の出口から別「箱」の入口へ情報を伝えるパイプ役の「線」を結ぶ。そうすると、線で結ばれた順番に従って、順次計算を進めて、最終的にほしい結果を出してくれる。

我々は、こういった枠組を作った後に、「箱」に収める「モデル」である検出器や光学系、データ転送、衛星軌道や振動擾乱源などをモデル化して、コンポーネントとして作り上げる作業を進めている。この抽象化によって、部品同士の組み合わせ方を柔軟にすることが出来る。我々のソフトウエアの設計図 (UML 図) は、図 6.31 に示す通りである。

6.8　重要な技術検討課題

6.8.1　望遠鏡の素材と組み立て方式

JASMINE で用いられる大型の鏡にはビーム混合鏡 75cm × 1.5m と主鏡 1.5m ϕ とがあり、いずれも古典的な手法で製作すると 1 トンを超える重量となり、このままでは打ち上げ不可能である。重量を減らし打ち上げコストを下げることが最重要課題となる。そのための大幅な軽量化の工夫が必要である。L2 軌道で撮像により高精度の位置決めを行うためには、重量以外にもこれら鏡に要求される機能があるので簡単にまとめてリストする。

回折限界に近い鏡面精度 プロジェクトとしては回折限界の数百分の一の位置分解能を目標とするが、重心の検出が主眼であるので、回折限界の数百分の一の鏡面精度は必要としない。しかし、鏡面精度の劣化による光子の散逸によって、観測効率が下がることは避ける必要がある。そのためほぼ回折限界に近い鏡面精度が必要である。

温度安定性 温度変化により結像の条件が変わることはある条件では致命的である。サンシールドなどの工夫によって環境として恒温の条件を整えるので、環境条件と総合して考慮する必要がある。動作温度で熱的に安定であることは非常に有利である。

低温条件 選択する観測波長により望遠鏡本体の動作温度が変わってくるが、システムとしては検出器の動作温度と同一温度で運用することが効率的・高性能であると考えている。従って、鏡面は極低温で光学性能を保持する必要がある。常温での研磨等を考慮すると光学性能の劣化にたいするなんらかの補償システムが必要となるかもしれない。

望遠鏡の大型鏡の軽量化の目的はアメリカの進める NGST など多くの計画されている光赤外の軌道望遠鏡、8m 級望遠鏡の次世代となる数十メートル級の望遠鏡への応用などがあり盛んに開発が進められつつあるのが現状である。口径、観測波長域など、ミッション毎に要求仕様が異なるのでそのまま JASMINE に適用することはできないが、共通要素も多くあるので、JASMINE での応用を考慮した上で現状での超軽量鏡開発の現状を概観することは意味がある。現状での開発は大きくふたつに分類される、一つは NGST の望遠鏡部分のコンペティションのための開発であり、比較的完成度は高い、これを応用して、JASMINE の仕様にあわせた開発を進めることが可能である。しかしながら、一見して構造が複雑で将来的にはより簡便な現在盛んに行われている開発が成功すれば代替される可能性は高い。早い時期での実現を目指す場合や、新材料の応用がうまく行かなかった場合には有力な超軽量鏡製作の手段となろう。ここでもう一つの開発とは、もともとは航空機器の耐高温材料として開発が進められていた、炭化硅素を主体とした鏡面としては新構造材料の開発である。現状では、新材料の製作法の開発が一段落というところで、光学材料の評価が進められ始めた段階で、研磨などさらに開発要素は多く、現状での JASMINE 適用への可能性が明らかになったわけではない。しかしながら、もともと構造材料としては実績のある材料なので、鏡筒と光学系を一体とした構造体を構成できる利点は大きく、材料のもつ高剛性とあわせ超軽量鏡材料としての魅力が大きい。

JWST(NGST の新呼称) の開発　1996 年に設定された JWST の光学系に対する要求条件は次のものであった。

- 波長範囲 $1-5\mu$m $(0.6-30\mu$m)
- 2μm での回折限界を達成すること
- $30-60$K で動作すること
- 面密度 15kg/m^2 以下であること

これにもとづいて Ball, Kodak, Goodrich, University of Arizona, Coi などが開発を行った。材料としてベリリウム、熔融シリカ、ゼロデュア、ボロシリケイトなどがそれぞれ採用された。いずれも、薄メニスカス鏡を用い軽量化をはかり、多数のアクチュエーターを軽量構造の上に配置し、アクティブに制御することにより必要な精度を達成するものである。これらにともなって、軽量マイクロアクチュエーターの開発や、極薄の鏡面の製作技術などが開発された。これらは今後に応用可能な斬新で興味深い技術である。

新材料の開発　JWST の開発とは別に、特に波長の長いサブミリ、赤外線などのスペース機器での応用を目指して、新材料を用いた、軽量鏡の開発が盛んに行われるようになってきた。これらは炭素系の高剛性材料を用いることにより軽量化を計るものである。日本での開発に限ってもカーボンカーボン, C/SiC, SiC, 反応焼結型 SiC, 焼結型 SiC, などがあり、それぞれの特徴がある。これらの材料は高硬度である利点はあるが、もろさ、鏡面用としての表面特性、温度特性など超軽量鏡としての適性が不明であり、基礎的な開発評価が実行されているのが現状である。Astro-F では SiC 構造体に SiC を CVD で形成して鏡面としている、また宇宙研の赤外天文衛星計画である SPICA でも、新素材の開発が進められている。

多様な材料を用いることが可能であるが、いずれも JASMINE 光学系に適用するための基礎材料がそろっていない。現時点では基礎的な評価開発、応用研究を進めることが必要である。今のところ各所で盛んに評価開発が進められているのでこれらとの連携を強めつつ、JASMINE でも固有の評価開発を進めることが必要であろう。また実用化の段階でも、各段階で要素技術の開発が必要となってくる。

この中で、反応焼結型 SiC は東芝で開発されている方法であるが、炭化ケイ素粉末と炭素粉末からなる成形体を作製し、これに溶融したケイ素を含浸して、炭素とケイ素を反応、炭化ケイ素を合成する方法である。粒径を制御することにより、強度を飛躍的に上げることに成功した。鏡面への応用は宇宙開発事業団 (現 JAXA) のグループがおこなっており、CVD 処理することなく、研磨するだけで鏡面として用いることができそうである。鏡面性能を上げるためには、製作時の粒状径の操作により、Si 成分を極力少なくすることが肝要である。また、アルミ、銀、金などもガラスと同様の方法で蒸着可能であることが実証されている。この様に鏡面とし

ての性能は十分なものを備えていることが実証されつつあるが、高精度の構造体の形成や大型材料の製作についてはまだ開発が必要である。そこで、現在我々は、NEC 東芝スペース社および JAXA と協力し、この方式での鏡の製作の実験を開始した。当面は Nano-JASMINE 仕様、口径およそ 5cm の鏡で十分な鏡面精度および工作精度を確保できるかどうかについて実験する。JAXA では大型鏡を反応焼結型 SiC で製作する研究も進めており、この動向を見ながら本番 JASMINE に向けた検討も徐々に行なって行く。

6.8.2　検出器の開発と配列技術

アストロメトリ (位置天文学) における観測精度は、ほぼ鏡の大きさおよび検出器が見込む天球上の面積に比例する。従って、質の良い焦点面をできるだけ広く確保し、この中に密に検出器を配列することが重要となる。

検出器の配列技術は、地上観測にも重要な技術である。現在、国立天文台ハワイ観測所では、Hyper Suprime-Cam の開発を行なっており、ここではおよそ 200 個の CCD 検出器を焦点面に密に実装する技術開発を行なう予定である。この作業は、ハワイにおける他の作業のスケジュールの遅れによって多少遅れているが、近々始められる予定である。

検出器の配列のための技術開発の要素は、以下の点である。

1. 有効な視野を最大限確保するために、検出器間のすき間をできるだけ狭くする必要がある。
2. 多数の検出器の配置を容易にするため、検出器をパッケージに貼りつけた時の機械寸法のバラツキを最小限にする。

1. の要求のためには、受光面以外の部分を最小限にする必要がある (buttable type と呼ぶ)。目標不感領域の幅を 2mm に設定し、開発を行なう。

2. の要求は、具体的には受光面と底面の平行度、素子間の受光面の高さのばらつき、いずれもピクセルのサイズ程度、すなわち $\pm 15\mu$m 以下とすることが目標となる。そのため、パッケージ素材としてシリコンと線膨張率が近い窒化アルミを選定し、試作品を作成した。研磨を終了した最終製品で、平行度で $\pm 5\mu$m 程度に抑えられていることを確認した。高さについては、シートエポキシを用いると 50μm 程度のバラツキが出てしまうので、スクリーン印刷を用いた接着方法を検討し、目標の $\pm 15\mu$m を達成した。

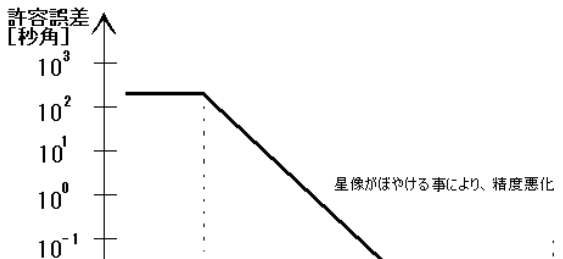
これら地上大フォーマット CCD 撮像装置に比較して、JASMINE において最も重要なことは、すべての CCD のピクセルの配列の方向を高い精度で揃えることである。JASMINE では、TDI を用いたスキャン観測を行うためである。ひとつの CCD 内両端でピクセルのおよそ 1/10 程度の精度内にこれらが配置される必要がある。一方で検出器間の隙間については、スキャン方向に関しては制限がゆるく、さらに、非常に F 比の大きな光学系を用いている関係で被写界深度が浅く、光軸方向の精度要求もはるかにゆるくなる。配列に関しては熱伝導率を確保したまま、いかに軽量化をはかり、打ち上げ時の機械強度を高めるための工夫が必要となってくる。地上での経験を参考にしながら、新たな JASMINE 用大フォーマット CCD 装置の開発が必要である。

今後、配列技術に関しては、焦点面への実装後の熱試験、振動試験などを行ない、人工衛星に搭載した場合においても観測地点で地上実装を行なった場合の目標精度を達成できるかどうかを確かめる必要がある。

6.8.3　指向安定性

衛星は主に太陽輻射による熱変形、更にジャイロ、高精度の姿勢制御をおこなうリアクションホイールといったバス部からくる様々な機械振動が常に存在し観測の妨げとなっている。精度の高い観測を行うためにこういった熱変形、機械振動から可能な限り守らなければならない。

そこで、我々が望む観測精度を達成するため必要となる熱変形、機械振動対する制限がどの程度なのかが問題となる。JASMINE では 10μas の精度で星



の位置を測定するが、指向精度が 10μas 必要であるという意味ではない。大角度離れた 2 つの視野を同時観測することで衛星の姿勢と星の位置を同時に解くこととなるので観測中の振動や熱変動も解析により解くことになる。したがって、星から来るフォトンが分散して目減りしてしまわない程度に振動や熱変動を抑えなければならない事が指向精度に対する条件となる。具体的には振動などによりエアリーディスクの 10%、もしくは PSF のサイズ λ/D の 20%以下に抑える事を条件とする。これはおよそ検出器上で 1 ピクセル程度の大きさに相当し、数値シミュレーションによれば、振動のない理想的な状況に比べて 8%程度精度悪化する。また、ビーム混合鏡の相対角に関しては衛星の姿勢と星の位置を同時に解く時の基準となるので同時に解析的に解く一連のデータの時間スケール、すなわち自転の時間スケールである 5 時間で 10μas の精度が必要となる。

スピン軸精度

スキャン方向と検出器の画素列の角度誤差は星像が検出器のピクセル列をまっすぐにすすむ必要があるため、1 検出器を通過する間に 1 ピクセル以上ずれないことが要求される。検出器はサーベイ方向には 4K ピクセルあるので 1.4×10^{-2}deg(2.5×10^{-4}rad) 以下とする。

指向制御精度要求

観測手法のところでも述べたが、衛星は大円上をサーベイしながら、一周回るたびに 4 分の 1 視野 (0.12°) ずつずらしていく予定である。ただし、視野の 10 分の 1 程度ずれたとしても解析に影響はでない。したがって、絶対的な制御精度としては 0.05° あればよい。

指向安定度要求

指向安定度要求に関しては先程述べたように、星の像が振動によって広がってしまいフォトンが目減りしてしまう事のないようにする条件である。すなわち、星像が検出器上を通過する時間スケール (3.5s) で検出器上で 1 ピクセル以上ずれないための条件となる。この条件はサーベイ方向、サーベイ方向に垂直な方向共に同じ条件となる。1 ピクセル以上ずれない条件をサンプリング間隔ごと、すなわち周波数ごとにまとめると次のようになる。

- サンプリング間隔 1.7sec 以下において、6.9×10^{-6}deg 以下 (RMS 値)
- サンプリング間隔 1.7sec 以上 1.3×10^{4}sec 以下において、6.9×10^{-6}/sec 以下 (RMS 値)
- サンプリング間隔 1.3×10^{4}sec 以上において、$5.0 \times 10^{-2\circ}$ 以下 (RMS 値)

上でのべた 3 つの条件のうち最後の項目は検出器通過時間スケール (3.5s) で検出器上で 1 ピクセル以上ずれないための条件ではなく、指向制御精度要求 (0.05°) から来ている。この低周波領域では指向制御精度より指向安定度要求値のほうが甘くなるので、指向制御精度要求が条件となっている。

ビーム混合鏡相対角

ビーム混合鏡相対角 49.75°(ベーシックアングル 99.5°) をもって設置されている。この相対角の管理はアストロメトリー観測を行うのに非常に重要であり、位置決定精度に直接的に影響する。そこで、この相対角に対する要求を考える。ビーム混合鏡の相対角に関する条件に関しては衛星が自転する時間スケール (5h) で相対角が 10μas 以下で管理される事が条件となる。これをサンプリング間隔ごとにまとめと次のようになる。

- サンプリング間隔 7×10^{-4}sec 以下において 25mas 以下 (RMS 値)
- サンプリング間隔 5×10^{-4}sec 以上 1.7sec 以下において 17μas sec 以下 (RMS 値)
- サンプリング間隔 1.7sec 以上 5.0h 以下において 10μas 以下 (RMS 値)
- サンプリング間隔 5.0h 以上において 2μas/h 以下 (RMS 値)

ビーム混合鏡相対角に関しての 4 つの振動数領域での条件のうち、3,4 番目は 5 時間で 10μas ずれない条件であるが、2 番目の条件は高周波に行くに従い条件が甘くなっている。これは検出器上を星が 3.5s で通過する間積分されるので 3.5s スケールより細かい周波数の振動はならされる方向に働くためである (積分されたフォトンの重心のずれが重要である)。1 番目の条件は、星の像が振動によって広がってしまい目減りが起こらない条件の方が厳しくなるのでこれがビーム混合鏡相対角の条件となっている。

以上で述べた、指向安定度要求、ビーム混合鏡の鏡の相対角の精度要求を振動数ごとにグラフにまとめ、図 6.32 に示す。

以上からわかるように 5 時間スケールでのビーム混合鏡の相対角の管理が最重要課題となるであろう。すなわち、ビーム混合鏡の機械的な振動よりは、長周期の熱変動がもっとも影響し、慎重に取り扱わなければならない。また、それより長い周期のものはデータ解析の際に解くことが出来る。今後、ビーム混合鏡の温度管理が最重要課題となる (熱構造の章のところを参照)。

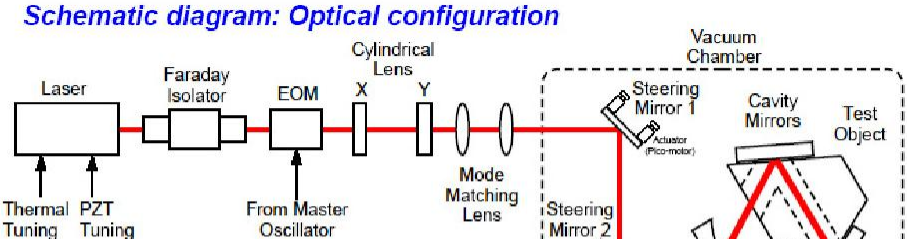
6.8.4　ビーム混合鏡ならびに観測装置の熱変動制御とモニター

ベーシックアングルモニター

JASMINE での位置決定の目標精度 10μas を達成するには、光学系や統計的に十分な数の光子数を集めることはもちろん重要である。また、JASMINE の特徴として、衛星の時々刻々の姿勢 (回転軸の方向や回転速度など) や搭載されている装置の向きに関する情報は、星の位置情報と一緒に解析によって解くことができるため、視野内に目標の星をいれ TDI 観測に支障のない範囲で回転軸と回転速度が制御できれば、それ以上に衛星自体の姿勢を高度に制御する必要が無いことも、JASMINE の観測を可能にするポイントとなる。しかしながら、これらの解析ではビーム混合鏡の相対角度が一定であることが必要である。この角度が目標精度 10μas の範囲内で一定でなければ、これが解析の上での誤差として残るため、十分な精度が達成できない。解析方法を少し工夫することによって、角度の変動がモニター出来ていれば、角度が変動しても良い。しかし、このモニターもやはり 10μas の精度で行なわなければならない。

熱構造の箇所で述べたように、単純な熱構造モデルでの評価により、ビーム混合鏡に対する熱入力の変動が約 0.1W 程度に抑えられると、ビーム混合鏡の温度は 1mK に抑えることができ、ビーム混合鏡の相対角度変動は 10μas 以内に抑えることができることが分かった。コンピューターによるより詳細な熱解析は今後行なわれる予定である。一方で、10μas の角度安定性は従来達成されたことのないものであるため、コンピューターによるモデル化を裏付けるために、実際に構造物を作ってこの変動要求を達成できるかに関する実験が必要となる。このために、ベーシックアングルモニター実験を開始する予定である。更に、衛星機上でのモニターが必要になる場合も想定されるので、機上搭載も視野に入れた地上実験用モニター装置の開発を進める。まず、ビーム混合鏡の試作品が、予想される衛星振動や熱環境のもとでどの程度変動するかを地上で測定し、これが熱・構造計算から予測される値と大きく異ならないことを確かめる。角度の精密測定は、国立天文台の重力波干渉計のプロジェクトで実績があり、必要な装置の調達や組み立て、調整などは国立天文台重力波プロジェクト推進室の新井氏の協力を得て行なう。なお、角度モニターの開発に関して、宇宙科学研究本部の平成 16 年度戦略的開発研究費からサポートを頂いている。

角度モニターにはレーザー測定を用いるが、この手法にはいくつかの方



法がある。事前の検討では、JASMINE の角度測定の精度要求からは波面検出器や、周波数安定化レーザーによる距離測定が適していると考えられる。そこで、新井氏の協力を得て、その原理を用いた光学系を例えば図 6.33 のように構築し、地上での測定を行なう。

波面検出 (Wave Front Sensing : WFS) の場合で、要求値の約 100 倍、1mas(ミリ秒角) を初期目標として設定する。実際に、重力波の干渉計で吊られたミラーの揺れを WFS を用いて測定した結果、$d\theta = 6\mathrm{mas}/\sqrt{\mathrm{Hz}}$ $(f \sim 1Hz)$ 程度の揺れが検出できており、測定精度はこの値より十分小さい。実際には固定されたビーム混合鏡は吊られた鏡よりも安定なはずである。一方で JASMINE で要求される数時間 (周波数にすると 10^{-4}Hz 程度) という低周波でのレーザーなど測定系の安定度が、重力波実験で実際に測定されている 1Hz 付近と比べてどうなっているかは不明で、今後実験で確認する必要がある。

角度の測定手段として、WFS は精度が高いが干渉を用いるため装置が複雑になる。精度が若干劣るが装置が単純化できる光てこと呼ばれる方法があり、こちらを用いた装置開発も並行してすすめる。機上搭載を視野に入れれば、装置が単純であることは重要な要素となる。

WFS の手法に加えて、長さの変化で角度を測定する手法の場合についても検討した。こちらも初期目標として JASMIN の requirement の 100 倍というのは可能な範囲内である。光共振器で距離を測定するとして、共振器長が 1m では長すぎるので、より交差点に近い部位で測定することにして、共振器長 $L = 0.1$m では長さ変動 $dL = 7 \times 10^{-12}$m 程度となる。必要となる周波数安定度 ($d\nu = 2 \times 10^{-4}$Hz に相当) は、レーザー単体では達成できそうに無いので、レーザー周波数を別の共振器で安定化するなどの工夫が必要である。

この場合、安定化用共振器の熱膨張などが問題となるが、OHARA ガラスの CLEARCERAM-Z HS という低熱膨張率ガラス (膨張系数 $0 \sim 1 \times 10^{-8}$/K) での簡単な試算の結果、温度の変化が 0.01K 弱以下である必要がある。0.1K の温度安定度であれば現在達成可能な範囲なので、今後の実験で目標値は可能な範囲であると考えられる。

6.8.5 放射線耐用に関して

日本でも従来多くの天文ミッションがあるが、データ処理の観点から JASMINE の従来のミッションと異なる大きな特色は、連続的スキャン観測にある。即ち、従来のミッションが静止画を撮影するミッションであったのに対し、JASMINE では動画を撮影するミッションになる。オンボード処理のところで示した通り、JASMINE のデータは焦点面イメージではなく星像を切り出して地上に転送される。この操作は一秒あたりで 2.3 億ピクセルの画像を処理し、この中から星像を数千個から 10 万個程度切り出す作業となる。この操作を衛星の上で行なう必要がある。これは、現在の地上のコンピューターであれば、パーソナルコンピューターレベルでも可能な範囲である。

しかしながら、宇宙環境では放射線が非常に多い。このため、宇宙で利用できる電子機器は放射線に耐えるように設計された製品でなければならず、特殊なものとなる。このような耐放射線部品は高価であるばかりで

なく、地上のコンピューターの目覚しい発展に取り残されている。地上の部品は集積度を上げることにより性能を向上してきたが、集積度を高くするとそれだけ放射線に弱くなるためである。2005 年ころ打ち上げを予定している ASTRO-F ミッションでは 80186 相当品が、また 2006 年ころ打ち上げを予定している SELENE ミッションでは SH-3 を三重冗長系にして使用している。プロセッサの速度を表す MIPS 値では、80186 は 1MIPS 以下、SH-3 は 50MIPS 程度とされているが三重冗長を行なうため 10MIPS 程度の処理能力しか出ないと思われる。地上のパソコン搭載の CPU は 1000MIPS を越える数値を出すのに比べて、宇宙用のプロセッサは処理能力の意味では非常に貧弱である。

JASMINE では、今後二通りのアプローチを並行して進める。一つは宇宙用の高速な CPU の開発動向を見極めることである。日本では旧宇宙開発事業団が開発を行なっているものがあり、試作品が既に完成している。この CPU は、処理能力でおよそ 200 ～ 300MIPS 程度は可能である。多くのミッションで利用することになれば、価格も廉価となり科学ミッションでの利用も視野内に入ってくる。もう一つは、複雑処理系と単純処理系に分離することである。複雑な処理を必要とする処理はそれほど多くないので、そこには低速の CPU を用いる。上記の SH-3 は宇宙環境では三重冗長にする必要があったが、東大阪の工場で民間の小型衛星を作るプロジェクトでは、もう一世代前の SH-2 を検討している。10MIPS 程度の処理能力がある。高速処理が必要な部分は星像を切り出す作業だが、単純なピーク探索に最も時間を要するので、ここには宇宙用 FPGA を用いる。

上で述べた計算処理に係わる半導体部品のほかに、CCD 検出器の放射線耐性も重要な検討課題である。特に、JASMINE で検討している CCD 検出器は空乏層が厚いため、放射線によるダメージを受けやすいと考えられる。CCD 検出器が放射線により影響を受けると、電荷転送率が変化する効果とホットピクセルが出来る効果がある。電荷転送率の変化は検出器の温度を上げてやることで回復できるため、例えば衛星にヒーターを搭載するなどの回避手段が考えられる。ホットピクセルが出来た場合は回避する手段が無いので、こちらの効果はシリコン基盤の製作手法およびデータ解析の両面から、この効果による悪影響を最小限に抑える工夫が必要となり、今後の課題となる。

6.9　超小型衛星を用いた Nano-JASMINE 計画

6.9.1　概要

超小型衛星 (20cm 立方程度のサイズで重さが数 kg 程度) をスペースに打ち上げ、実際の宇宙環境において、JASMINE 計画が提案している高精度天体位置測定方法やその技術課題の実証を行うことを目的ととした Nano-JASMINE 計画を、JASMINE の技術実証の一環として検討している。具体的には、JASMINE の縮小版のミッション部を超小型衛星用に設計製作し、また JASMINE と同じタイプの z-band 用 CCD 検出器も開発し、超小型衛星に用いる。そして、衛星システムの設計開発、試作、実験、製作、試験、打ち上げ、運用、データ解析という大型衛星が行う一連の作業を短期間 (約 4 年間) で全く同様に行い、技術実証や問題点の洗い出しなどを行い、JASMINE 衛星の実現への礎を築く。さらに、超小型衛星による天文観測は初めての試みとなるが、超小型衛星自体も本開発を通じて技術の進展を目指し、より幅広く高度な他の天文観測等への利用性の拡張を目的とする。

さて、ヒッパルコスより 2 桁の精度向上を目標とするためには、観測手法や技術の革新が必要である。そのため、望遠鏡の大型化の他、星像中心を高精度で決定できるための光学系の工夫、さらにヒッパルコスと違って、CCD を用いて、その TDI モード (drift scan モード) を稼働し、星像中心の位置決定を高精度で行うことが必要である。これらの革新的な方法が実際のスペースでうまく実現するかどうかは、地上でも行える一部の限られた実験以外は、本番で試すしかない。しかし、中・大型衛星の場合、最初の段階から本番までは長時間かかり (10 年 ～15 年程度)、さらに莫大な経費がかかることから本番で試すのはかなりリスクも大きい。

そこで、最近急速に進展している超小型衛星を用いれば、安価で実現可能性が高く、また開発から運用まで短期間で行うことが可能であり、技術実証を早いタイムスケールで行うことが可能である。本計画では、このような目的で、超

軌道	太陽同期軌道 (候補)
自転周期	100 分
高度	300km - 800km
主鏡直径	5cm
焦点距離	167cm
視野	30 分角 ×30 分角

小型衛星を位置天文観測に応用するが、これは世界初の試みである。

さて、実際に 10cm~20cm 立方のサイズで重さが 1kg~10kg 程度の超小型衛星 (Nano-satellite) の開発が進展してきている。短期間での開発、製作、打ち上げ、運用を可能とし、また低コスト (例えば、バス部のみの衛星の試作、製作に 1000 万円程度、打ち上げ費用は、衛星 1kg 当たり約 100 万円で可能だった例もある) で実現可能である。学生の教育、技術実証、あらたな利用方法の拡張、新規分野の衛星計画参入のしきいを下げるなどを目的としている。日本では、東大と東工大などで開発が行われており、両大学は 2003 年 6 月 30 日にロシアにおいて超小型衛星の打ち上げに成功、現在も順調に運用を続けている。JASMINE チームでは、この東大が開発している CubeSat と呼ばれる超小型衛星を用いて、東大と共同開発を行っていく。本計画によって、超小型衛星用の姿勢制御や温度管理などさらに高度なシステム管理機能を開発し、今後の天文観測衛星等の科学衛星にも利用可能な高度な衛星システムを開発していく。

6.9.2 観測装置

Nano-JASMINE は、JASMINE の技術実証を行なうという目的から、できるだけ JASMINE と同じ設計図をそのまま小型化した形で設計したい。

- スピン回転する衛星
- 大角度離れた二つの視野を観測する
- z-band で感度がある検出器を用いた観測
- CCD の TDI モードによる観測を行なうこと
- 大円サーベイによる解析および年周視差の観測

という点は、JASMINE と同じである。しかしながら、小型であるために、全く同じように開発できない部分がある。それは、

- CCD のサイズ
- 投入軌道
- 結像光学系

の三点である。

CCD は、搭載面積などの問題から JASMINE と同じ素材、同じ手法のものを用いる予定である。しかし、望遠鏡のサイズが JASMINE の 1/30 程度であるため、焦点面の面積も 1/30 程度となる。そこで、ピクセル数は 1024×1024 のものを 1 個用いる仕様とする。

光学系は、JASMINE で有力視されている 3 鏡系を用いると、光部品とその支持機構が、非常に小さくなり製作困難となるので、2 鏡系を採用している。具体的には、図 6.34 のようになる。

光学系および望遠鏡筒は、JASMINE では反応焼結型 SiC を用いることとしている。この素材は現在開発中であり、一方 Nano-JASMINE は早期打ち上げに意味があるため、反応焼結型 SiC の開発が進むのを待つわけ

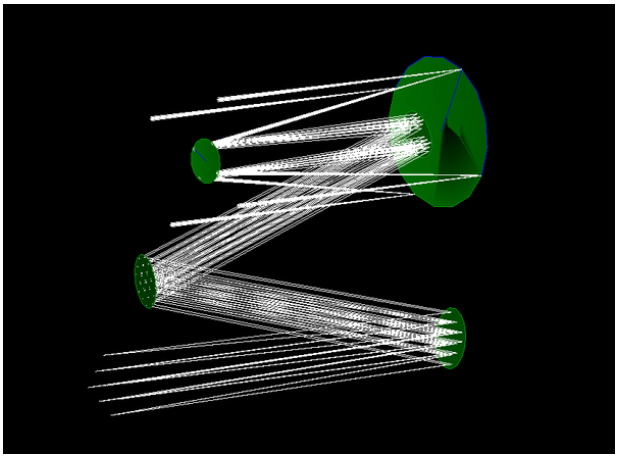


図 6.34: 光学システム概観

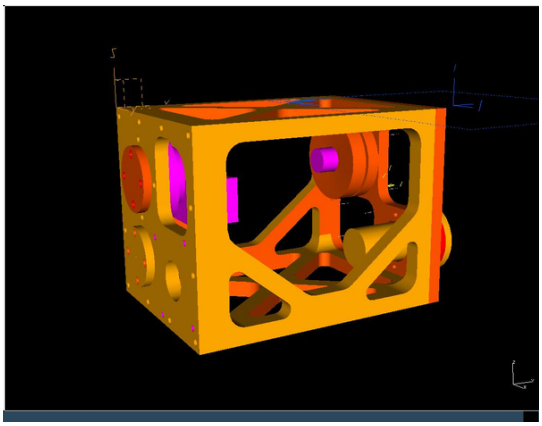


図 6.35: 望遠鏡の組み立て図。右奥に主鏡、左側にビーム混合鏡が取り付けられる。左手前下側の穴から光束を取り出し、鏡筒フレームの外側に設置した検出器に像を結ばせる。

には行かない。そのため、光学系素材としては、反応焼結型 SiC とアルミニウムの双方で検討し、反応焼結型 SiC が早期に開発できれば反応焼結型 SiC を、そうでなければアルミニウムで組み立てたものを打ち上げに使用することとなる予定である。

SiC を用いる場合の問題点は、SiC はいわゆる「焼物」であるために比較的簡単な構造しか作れないことが上げられる。どの程度複雑な構造が可能かについては、今後メーカーと相談しながら検討して行く。また、SiC の利点である硬さは同時に脆さにもつながる。

アルミ式望遠鏡の全体構造は、図 6.35 のようになる。全体は直方体形のフレームと基板に光学コンポーネントをネジ止めする形式で検討している。直方体の大きさは底面約 12cm 平方、長さ約 150cm となる。アルミニウムの熱安定性 (伝導率/膨張率) はガラスや SiC に比べて高いとは言えないが、望遠鏡全体を同じ材質で構成することで、温度環境が変化しても光学系が相似的に変化し、焦点調節機構等を簡略化できることが期待できる。また加工が楽であり、比較的複雑な形状の部品をを一体型で製作できる。何より、最近の超精密切削技術を用いることで、比較的安価で短時間に非球面鏡の加工が可能である長所がある。ただし、他の金属やガラス、セラミック等の材質に比べて軟らかい点の注意が必要である。

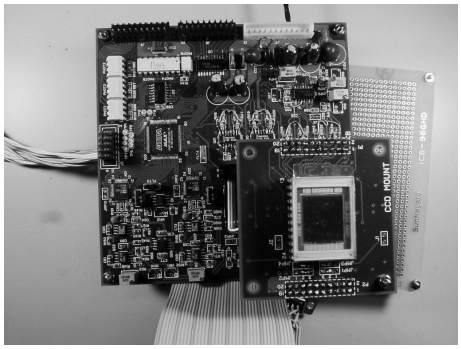


図 6.36: Nano-JASMINE 用 CCD の TDI 駆動用制御用ボード試作品。(カラー 16 ページ)

現在、超精密旋盤による主鏡・副鏡の加工、そしてフライカットによる平面鏡 (3,4,5 鏡) とビーム混合鏡の加工を検討している。どちらも表面粗さは z バンド使用に耐えられるレベルであるが、加工時の歪みによる形状精度の悪化を抑えるのは易しくなく、部品取り付け形状や加工段取りについてメーカーと検討中である。

組み立て方法は、個々の部品の精度を確保するため、3 次元測定を行いながら調整を繰り返したうえで、ピンで分解後の再現性を確保することになる。具体的に光学系を設計するために、許容誤差などを計算しているので、今後は試作品を製作し、鏡面精度、組み立て精度ともこの許容誤差以内におさめるための製造方法や組み立て方法について検討する。

さらに CCD 制御基盤の開発と駆動試験に関して、TDI 駆動に対応した読み出しボードの開発、読み出し試験を行っている。図 6.36 は、試作した CCD 制御基盤とその実験用 CCD である。これを用いて、TDI 駆動による読み出しに成功した。現在、試作望遠鏡に取り付けての実際の星の撮像を目指して、細かいパラメータの調整を行っている。

6.9.3 衛星システム

超小型衛星は相乗りが基本である。従ってシステムを一通りに決めてしまうことは打ち上げ可能性を減らすので是非とも避けたいところである。とはいえ、基本路線は必要であり、現段階で予定されている Nano-JASMINE のシステムを以下に列挙しておく。

- 軌道
  Nano-JASMINE の軌道としては太陽同期軌道を候補とする。これは、Nano-JASMINE が他の衛星と相乗りで打ち上げられる性格上、打ち上げ可能性の高い軌道を考慮する必要があるからである。また、本番の JASMINE と同様熱的環境が比較的安定である事が望まれる。その点太陽同期軌道は何ヶ月にもわたり地球の影に隠れることなく軌道を回り続ける事が出来るので、影に隠れることによる急激な温度変動もなく非常に有望である。

- 姿勢
  本番 JASMINE の場合、姿勢としてスピン軸を銀極方向から 3.5° 傾け大円サーベイを行いながら、スピン軸を銀極周りで歳差運動させることにより 銀河面を含む銀緯 ±3.5° の範囲をサーベイするが、Nano-JAMSMINE の場合、本番の JASMINE のような銀河面サーベイをおこなう事はしない。それは Nano-JASMINE が銀河面サーベイを行おうとすると選べる軌道にも制限が出てしまい、打ち上げの機会を減らす事になるからである。また、Nano-JASMINE は技術実証のための衛星であり、必ずしも銀河面をサーベイをする必要がない。しかし、JASMINE の観測手法の本質である大角度離れた大円上 2 方向の同時観測は Nano-JASMINE でおこなっておく事が重要である。そこで、銀河面にはこだわらず打ち上げられた軌道で選ぶことの出来る大円上をサーベイしながら観測する予定である。衛星のスピンに関しては、太陽同期軌道を選ぶ場合、自転周期を軌道上の衛星の公転周期である 100 分に同期させて常に地球を背にして観測できるようにする事が出来るため、その仕様を検討中である。この方法により地球が邪魔する事で観測時間が制限されるのを避ける事が出来、また、地球アルベドなどによる熱の影響などが軽減される。

- 指向安定性
  検出器通過時間スケール 3s で 740mas 以下に振動を抑える。またベーシックアングルに関しては自転の時間スケール 1h で 1mas に抑える。姿勢制御精度要求としては 0.05° を要求する。

- 通信量
  データ解析としてはやはり JASMINE 同様に星像まわりを 5×9 ピクセルに切り取り星像中心を求める手法をとる。得られたデータ量としては 1 次元として取り出した場合、3×10^2bps であり、2 次元のまま取り出したとしても 1Mbps 程度なので通信量が問題となる事はないと思われる。

- 打ち上げ
  打ち上げは 2007 年を目指して開発中である。打ち上げロケットとしては超小型衛星の第一号機が 2003 年 6 月にロシアから打ち上げられた事からも解るとおり、日本にこだわらず、ロシアなど、可能性のあるものはすべて視野に入れて出来るだけ早く打ち上げられるよう検討する。

6.10 今後の予定

6.10.1 体制、予算

先ず、JASMINE 計画に関する今までの経緯を簡単に記述する。

1997 年の国立天文台第三者評価委員会において、検討推進勧告を次のように受けた (国立天文台のホームページ内[7]を参照。)：ヒッパルコスの成果を踏まえて位置天文学の将来を見据えたとき、遠方のクェーサーに

[7] http://www.nao.ac.jp/ReportJ/index230.html

準拠した銀河スケールでの位置天文を進めるのが肝要だと考えられる。それには、スペースアストロメトリー計画が最も近道であり実現性も高いと考えられるので、その実現の可能性を真剣に検討すべきであろう。

その後、1999 年から、有志の少数メンバーにより、JASMINE 計画の検討を開始し、現在では国立天文台を中心とし、JAXA や大学のメンバーにより、検討、開発が進められている。その間、研究会、シンポジウムの開催や、学会、セミナー、国際会議での発表を通じて JASMINE に関する報告を広く行うとともに、国立天文台に設置された将来計画委員会のもとにアストロメトリ衛星ワーキンググループが形成され活動を行ってきた。また、光赤外将来計画委員会のもとのスペース班サブグループとして JASMINE グループも加入し、光赤外天文学分野の一員としても活動を行っている。さらに、科学衛星を実現するための正式ルートの第一歩として、JAXA 宇宙科学研究本部宇宙理学委員会において、ワーキンググループ設立が承認される必要があるが、JASMINE は 2003 年 10 月の宇宙理学委員会においてワーキンググループ設立をご承認いただいた。現在 (2005 年 2 月) のところのワーキンググループメンバーは、天文学、宇宙物理学研究者、宇宙工学研究者などを中心として、84 名で構成され、JASMINE へのご支援、ご協力をいただいている。以下、そのメンバーリストを示す。ご興味のある方には参加を是非御願いしたい。

JAXA 宇宙科学研究本部 JASMINE ワーキンググループメンバー (2005 年 2 月時点 84 名)	
★国立天文台	
○ JASMINE 検討室	: 郷田直輝、辻本拓司、矢野太平、菅沼正洋
○天文機器開発実験センター	: 小林行泰
○光学赤外研究部	: 中島 紀、家 正則、安藤裕康、田村元秀、山田 亨、児玉忠恭
○ハワイ観測所	: 高遠徳尚、宮崎 聡、唐牛 宏
○スペース VLBI 推進室	: 井上 允
○水沢観測所	: 河野宣之、花田英夫、真鍋盛二、鶴田誠逸、浅利一善、荒木博志、野田寛大、田澤誠一
○ VERA プロジェクト室	: 本間希樹、官谷幸利
○重力波プロジェクト推進室	: 新井宏二
★宇宙航空研究開発機構	
○宇宙科学研究本部	: 井上 一、川勝康弘、満田和久、堂谷忠靖、松原英雄、平林 久、岩田隆浩、峯杉賢治、小川博之、川口淳一郎、山川 宏、橋本樹明、齋藤宏文、山本善一、高橋忠幸、塩谷圭吾
○総合技術研究本部	: 野田篤司、對木淳夫、小川 亮、上田裕子、歌島昌由、酒匂信匡、澤井秀次郎
○宇宙基幹システム本部 JEM/SMILES ミッションチーム	: 稲谷順司
★北海道大学	: 日置幸介
★弘前大理学部地球環境	: 浅田秀樹
★東北大大学院理学研究科天文学専攻	: 土佐 誠、千葉柾司
★群馬県立ぐんま天文台	: 奥田治之
★放送大学	: 宮本昌典
★独立行政法人通信総合研究所	: 細川瑞彦
★東京大学	
○大学院理学系研究科天文学専攻	: 岡村正矩、尾中 敬、牧野淳一郎
○大学院理学系研究科物理学専攻	: 佐藤勝彦、須藤 靖
○大学院理学系研究科付属ビッグバン宇宙国際研究センター	: 樽家 篤史
○天文学教育研究センター	: 吉井 譲、中田好一、小林尚人
○大学院総合文化研究科広域システム宇宙地球科学専攻	: 上野宗孝

○宇宙線研究所	: 安田直樹
○大学院工学系研究科航空宇宙工学専攻	: 中須賀真一
★独立行政法人理化学研究所中央研究所計算宇宙物理研究室	: 戎崎俊一
★新潟大学理学部物理	: 西 亮一
★名古屋大学大学院理学研究科物理学専攻	: 池内 了、芝井 広
★三重大学教育学部	: 奥村晴彦
★長野工専	: 大西浩次
★亜州大学 (韓国)	: 笹尾哲夫
★京都大学	
○大学院理学研究科物理学宇宙物理学専攻	: 山田良透、舞原俊憲、稲垣省五、長田哲也、釜谷秀幸
○大学院人間環境学研究科	: 阪上雅昭
★兵庫県立西はりま天文台	: 黒田武彦
★鹿児島大理学部物理学科	: 面高敏宏

また、国立天文台では、平成 16 年度から内部の組織変更を行い、プロジェクト室制をスタートさせた。それに伴い、プロジェクト室の一つとして、JASMINE 検討室設置が正式に認可され、平成 16 年 4 月から運営をスタートしている。平成 17 年 2 月時点で常任メンバー 3 名、併任メンバー 10 名、研究員 1 名、外国人研究員 1 名、事務支援員 1 名で構成されている。

さらに、JASMINE では、内部でいくつかのワーキンググループが形成され (観測手法検討 WG、光学系・検出器検討 WG、シミュレータ WG、衛星システム検討 WG、星像中心決定実験 WG、オンボード処理 WG、Nano-JASMINE 検討 WG、角度モニター検討 WG、測光検討 WG)、日常的な活動とともに、定期的に検討会、勉強会を開催し、JASMINE の検討開発を進めている状況である。ちなみに、測光検討 WG は GAIA の測光検討 WG メンバーでもある在外の外国人メンバーもおり、国際的な協力のもとで進められている。現在のところ、これらの WG に参加している主要なメンバーは以下の通りである。

★国立天文台	
○ JASMINE 検討室	: 郷田直輝、辻本拓司、矢野太平、菅沼正洋、Arunas Kucinskas
○天文機器開発実験センター	: 小林行泰、山内雅浩
○光学赤外研究部	: 中島 紀
○ハワイ観測所	: 高遠徳尚、宮崎 聡
○水沢観測所	: 河野宣之、花田英夫、鶴田誠逸、浅利一善、荒木博志、野田寛大、田澤誠一
○重力波プロジェクト推進室	: 新井宏二
★宇宙航空研究開発機構	
○宇宙科学研究本部	: 川勝康弘, 松原英雄、井上 一、岩田隆浩、塩谷圭吾
○宇宙利用推進本部	: 油井由香利
○総合技術研究本部	: 野田篤司、對木淳夫、小川 亮、歌島昌由、酒匂信匡、上田裕子
★東京大学	
○大学院工学系研究科航空宇宙工学専攻	: 中須賀真一、小野雅裕、相田彩夏
★京都大学	
○大学院理学研究科物理学宇宙物理学専攻	: 山田良透
○大学院理人間環境学研究科	: 阪上雅昭、丹羽佳人
★新潟大学大学院	: 桑原 立

なお、予算としては、現在まで、主に科研費、東レ科学研究助成金、国立天文台研究推進経費ならびにプロジェクト経費、さらに宇宙科学研究本部戦略的開発研究費により、検討、基礎開発などを行ってきている。今後も 4、5 年間は科研費や国立天文台研究推進経費、宇宙科学研究本部の戦略的開発経費などの競争的資金に

応募しながら基礎開発、技術実証実験などを進めて行く予定である。その後、宇宙科学研究本部にミッション要求を行いたいと考えている。JASMINE 計画の予算としては、サイエンスの達成目標を見極めながら、なるべく安価に収まるように観測手法、衛星のミッション部、バス部の仕様を今後も真剣に検討して詰めていきたいと考えている。なお、Nano-JASMINE 計画は、打ち上げ費用も含めすべてで数千万円程度と見込んでいる。

6.10.2　スケジュール

次に今後のスケジュールとマイルストーンを表 6.5 にまとめる。もちろん、これは現在、目標としているスケジュールであり、今後の変更がありうることはご注意願いたい。

6.10.3　最後に

以上、JASMINE の概要、科学目的と意義、他の計画の中での位置づけ、観測手法、観測装置、衛星システム、今での技術実証実験等の結果、今後の技術的課題、体制、予算、スケジュールについて、各々簡単ながら一通りの説明を行ってきた。プロジェクトを完遂させるためには、人的パワー、予算、時間が十分に必要ではあるが、厳しく制限された状況のもとでも実現できるように一歩、一歩確実に前進していく所存である。例えば、望遠鏡サイズを縮小し、それに伴い予算規模も小さくして実現可能性をより高めるような新たな仕様を真摯に検討中である。今後もご支援、ご協力をお願い申し上げる次第である。

なお、本章の執筆分担者は、郷田直輝 (国立天文台 JASMINE 検討室)、山田良透 (京大理)、矢野太平、小林行泰、辻本拓司 (国立天文台 JASMINE 検討室)、執筆協力者は、西 亮一 (新潟大理)、小林尚人 (東大天文センター)、出田 誠 (国立天文台データ解析計算センター)、浅田秀樹 (弘前大理工)、高橋労太 (京大基研)、官谷幸

年度	項目	審査など
2003		JAXA 宇宙科学研究本部宇宙理学委員会にて JASMINE ワーキンググループの設置承認 (2003.10.20)
2004	概念設計	国立天文台 JASMINE 検討室 (A プロジェクト室) が発足 (2004.4.1)
	基礎開発、技術的実証	
≀		
∼ 2007	Nano-JASMINE の打ち上げ、運用	
∼2008		JAXA 宇宙科学研究本部宇宙理学委員会へのミッション提案、審査
	詳細設計、プロトモデル製作、試験	(国立天文台 B プロジェクト室設置申請)
≀		詳細設計審査 (?)
	フライトモデルの製作、試験	
		試験後審査 (?)
∼2015	打ち上げ (目標)	(国立天文台 C プロジェクト室設置申請)
≀	５年間のミッション	
∼2019	データ解析	
∼2021	データ公開	

表 6.5: JASMINE 計画の今後のスケジュールとマイルストーン

利 (国立天文台 VERA 観測所) 宮崎 聡、高遠徳尚 (国立天文台ハワイ観測所)、新井宏二 (国立天文台重力波プロジェクト推進室)、菅沼正洋 (国立天文台 JASMINE 検討室)、上田誠治 (総研大:H16.9 退学) の方々である。

参考文献

[1] Ideta, et al. 2000, MNRAS, 311, 7331

[2] R.Takahashi 2003, ApJ, 595, 418

[3] Wainscoat et al. 1992, ApJS, 83, 111

[4] Yano, et al. 2002 , A&A, 389, 143

[5] Yano et al. 2004, PASP, 116, 667

第7章　JTPF (Japanese Terrestrial Planet Finder - 太陽系外地球型惑星探査)

7.1　はじめに － JTPF とは?

JTPF とは、地球型系外惑星検出を主たるサイエンスドライバーとして、さまざまな天文分野への応用を追求する日本の可視光・赤外線スペース天文衛星将来計画である。

図 7.1: THEMIS 衛星から見た地球の可視光および赤外線画像 (カラー 18 ページ)

系外惑星、すなわち我々の太陽以外の恒星を周回する惑星の存在は、1995 年のドップラーシフト法による発見を契機としたその後の観測により揺るぎ無い事実となった。現在までに 140 個を越える木星型の巨大惑星が発見されている。この成功に勢いを得て、現在、スペース・地上において数多くの系外惑星検出計画が進行し、提案されている。ただし、その観測手法の多くが間接法と呼ばれるもので、**直接に惑星そのものの画像を得たり、スペクトルを調べたりする**ものではない。言うまでも無く、次のマイルストーンは惑星そのものを直接的に観測することであろう。

木星のような巨大惑星の直接検出については、本格的に稼動し始めた 8 – 10m 地上望遠鏡や近い将来の大型光赤外干渉計にとって最も重要な観測的課題とされている。しかし、地球のような、木星よりさらに軽く小さな惑星 (ちなみに、木星は太陽の約千分の一、地球は木星の約三百分の一の重さである) を検出するのは、直接法は言うまでも無く間接法においてさえも難しい。だからこそ、系外惑星探査計画において、この最も困難だが重要なステップである「地球型系外惑星の直接検出」に真正面から挑戦する計画が求められている。すなわち、我々の近くにある太陽に似た恒星のまわりにおいて生命を育むことが可能な領域、いわゆる生存可能領域 (Habitable Zone) に位置する地球に似た大気を持つ惑星からの光を主星からの反射光、あるいは惑星自身の熱放射として直接に検出することのできる望遠鏡の実現である。

系外惑星直接検出を実現するためには、

(a) 主星の反射光あるいは惑星自身の熱放射として暗い惑星を検出するだけの高感度、

(b) 主星のすぐ近くにある惑星を見分けるための高解像度、さらに、

(c) 暗い惑星が明るい主星のハロー (星像の裾野) に埋もれてしまわない高コントラスト、

の三者が同時に実現されなければならない (図 7.2 参照)。従来の宇宙天文観測では、このうちの感度・解像度あるいは波長が重視されていたが、(c) は新しい性能を追求するものと言えよう。これを天文衛星で実現するためには、大別して 2 つの方法があると考えられている (例えば [43, 44])。

一つは、**可視光の高コントラスト望遠鏡**の実現であり、3m クラス以上の口径のスペース望遠鏡において、

高コントラスト、クリーンな光学系、安定した星像を追及することである。二つ目は、主星と惑星のコントラストが惑星からの熱放射の寄与により 3 桁ほど緩和される中間赤外線観測を追求するものである。波長が長いため、必要とされる解像度をスペースで達成するためには非現実的な大口径鏡が必要になり、干渉計タイプの望遠鏡が前提となる。さらに、干渉計において高コントラストを実現するために、干渉計の対称軸上の主星に対して位相がキャンセルするような **(中間赤外線) ナル干渉計**が提案されている [6]。

これ以外にも、地上の超大口径 (> 20m) 鏡で得られる圧倒的な高解像度を生かして、事実上の高コントラストを得てしまう可能性がある。しかしながら、この手法は大気揺らぎを克服するための高次補償光学 (Extreme Adaptive Optics) が大きな開発課題となっており、また、たとえ高いストレール比が得られたとしても安定した星像を実現するには、一般的にはスペースの方が有利と考えられている。

本提案書では、**同じような目的を持った NASA/TPF あるいは ESA/Darwin との国際協力を視野に入れつつ、このようなスペース計画を実現するための道筋を概説する。**

なお、JTPF では中間赤外線干渉計も視野に入れているが、現在の検討はもっぱら可視光高コントラスト望遠鏡に集中しているため、本書では主に後者についてのミッション記述になっていることにご留意願いたい。

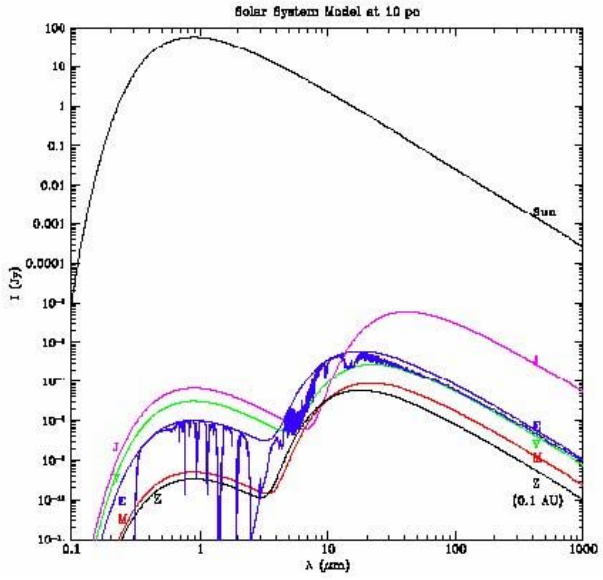


図 7.2: 10pc においた太陽系のスペクトルモデル [45]。太陽、木星、地球、金星、火星、黄道光が示されている。これらの天体のスペクトルは太陽からの反射光と惑星自らの熱放射の 2 成分から成る。惑星自体からの熱放射が寄与しはじめ、コントラストが多少とも緩和されるのは近赤外を越えた波長 (約 5μm 以上) であることに注意されたい。(カラー 368 ページ)

7.2 計画の背景：系外惑星探査方法

長い不毛の時代を経て、過去 10 年間でようやく系外惑星を (間接) 検出する努力は報われてきた。中でも 1993 年のパルサーの周りの惑星の発見、1995 年の恒星の周りを周回する惑星の発見、2000 年の惑星による恒星掩蔽現象の発見は重要なマイルストーンとなるものである。本章では、系外惑星のさまざまな間接観測の現状を俯瞰する。

惑星の公転運動によって恒星自体も影響を受け、その位置や速度はふらつく。**アストロメトリ法**とは、このような惑星の周回運動による恒星の位置のふらつきを精密測定することによって惑星の存在を示す方法である。いくつかの系外惑星探査法の中で最も古くから試みられた。しかし、何十年にもわたる測定から示唆された系外惑星は ([48] ほか)、そのほとんどが別の観測者による追試で否定されてきた。その理由は、系外惑星検出に必要な位置測定精度が大気の揺らぎに比べるとはるかに小さいためである。例えば、約 33 光年 (10pc) 離れたところから太陽系を眺めると、木星の影響で太陽は 0.5 ミリ秒角ふらつく。地球の影響はさらに 1/300 小さく、地球による位置ふらつきを検出するためには数マイクロ秒角の精度が必要となる。このような高精度アストロメトリは大気の揺らぎの影響を受ける地上からは不可能である。さらに周期の長い、主星から離れた惑星の位置のふらつきを決定するためには非常に長い年月を必要とし、追観測が難しい。

観測精度の問題は大気揺らぎの無いスペースにおける観測で大幅に改善されると期待される。スペースアストロメトリにより地球型系外惑星の検出を目指すものとしては、2009 年頃の打上げを目指す NASA の SIM 計

画、2010 – 12 年頃の打ち上げを目指す ESA の GAIA 計画、2014 年頃の打ち上げを目指す日本の JASMINE 計画 (第 6 章参照) がある。この方法の成功例としては、ハッブル望遠鏡による Gliese876b の質量の決定がある [3]。

他方、惑星の公転運動による恒星の速度のふらつきを測定するのが**ドップラー法** (動径速度法) である。1995 年にスイスのメイヤーとケローズがペガサス座 51 番星においてスペクトル線のドップラーシフトの周期的変化を発見 [22] して以来、最も成功している手法である。たとえば我々の太陽系の場合、木星の公転による太陽の速度ふらつきは 13m/s であるため、巨大惑星の検出のための速度精度は数 m/s が要求される。現在は約 1– 数 m/s の精度が達成されている。

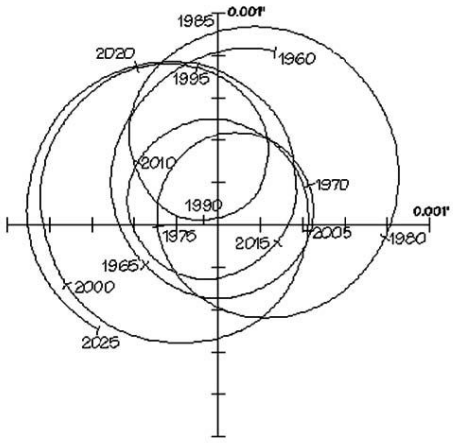
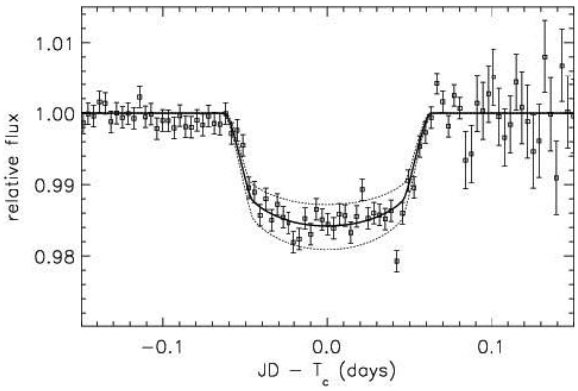


図 7.3: North ecliptic pole の方向の 10pc の距離から太陽系を眺めたときの、惑星の公転による太陽のふらつきのシミュレーション。１目盛りは 0.2milli-arcsec (mas)。(TOPS report より)

この方法により惑星質量の下限値、公転周期、公転速度、軌道の楕円度が求まる。当初はこのドップラーシフトが惑星に拠るものとする解釈に対して異論もあった [16]。しかし、ドップラー法で検出された惑星 HD209458 について、惑星が恒星の前面を通り過ぎることによる 2% レベルの明るさの微小変化を検出すること (**トランシット法**) に成功した [8]。ついに独立な 2 つの間接法によって惑星の存在が確認され、系外惑星という解釈は疑問を挟む余地の無いものになったのである。また、得られた半径 (1.4 木星半径) と質量 (0.7 木星質量) から、惑星が岩石惑星ではなくガス惑星であることも初めて示された。ちなみに、このトランシット観測はたった口径 10cm の望遠鏡を用いて行われた。

ドップラー法については、現在は精度の向上よりも、地上の大望遠鏡や専用望遠鏡でより遠方の恒星系を観測し、むしろサンプルを増やすこと、より軽い惑星の検出 (最近、ついに地球質量の約 10 倍の惑星が発見された)、長期間観測により周期の長い主星から離れた惑星をとらえること等に重点が置かれている (Keck/HIR ES、VLT/UVES 、Subaru/HDS 、ESO/HARP、Lick/Hamilton、OHP/Elodie、OAO/HIDES など)。また、太陽に似たスペクトル型以外の恒星 (巨星、若い星) にも注意が注がれている [33]。



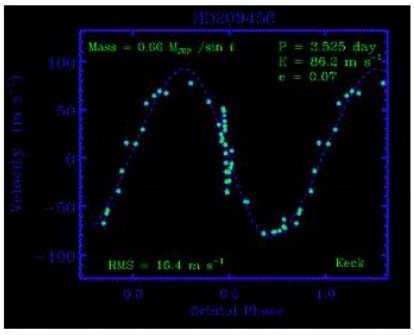


図 7.4: HD209458 の光度カーブ [8] とドップラー偏移観測。 周期は 3.5 日。

トランシット法に関しては、地上においても巨大惑星を検出することが比較的容易に達成される (必要な測光精度はパーセントレベル) ため、小望遠鏡を用いたさまざまな地上観測が進行中である (TEP, ASP, Vulcan, STARE, EXPORT, super WASP など多数)。すばる望遠鏡の高感度・広視野を生かしたトランシット観測も行われている (山田ほか 、private communication)。

トランシットに同期して分光観測を行うことにより、掩蔽時とそれ以外の時の Na 吸収線の深さの違いから惑星大気の存在を示唆するデータもある [9]。さらに、Na 線の変化量に比べ、水素原子の変化量がはるかに大きいため、hot Jupiter で

は惑星大気が逃げている状況を観測しているという示唆も有る [49] が、各種の追観測が必要であろう。

最近、トランシット法によって最初に発見され、後でドップラー法により確認された惑星が報告された (OGLE-TR-56b, 113b, 132b [20, 5])。これらは全てドップラー法で発見された惑星より一段と周期が短く、全て $P =$ 一日台である。より中心星に近く高温であり、very hot Jupiter と呼ばれる新しいカテゴリーの惑星である。

トランシット法による地球型惑星の検出には約 0.01%というはるかに高い測光精度が求められるため、スペースから大気の揺らぎに邪魔されずに測定することが必要である。地球型惑星検出が期待されるスペーストランシット衛星としては、2006 年に打上げ予定の COROT(仏、10,000 個の恒星をモニター) や、2007 年を目指す NASA の Kepler(100,000 個の恒星をモニター) や ESA の Eddington (打上時期未定) などの計画がある。

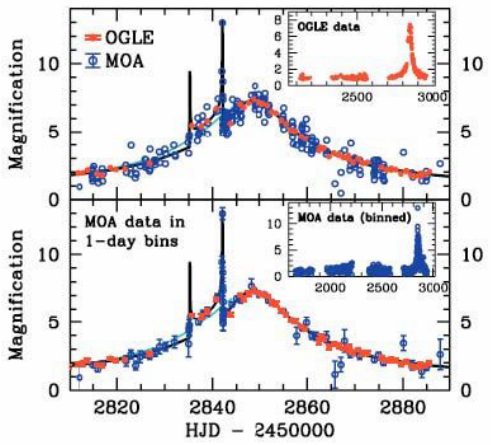


図 7.5: OGLE235/MOA52 の光度曲線. OGLE データが赤丸、MOA データが白抜き青丸 [4]。

間接的系外惑星検出法としてはこのほかにも、重力レンズやパルサータイミングを利用したものがある。

重力マイクロレンズにおいてレンズ天体に惑星が存在する場合、その増光曲線にスパイク状の非対称性が生じることが予想される。確実な系外惑星の例は長らく無かったが、ごく最近、 OGLE (1.3m)/ MOA(0.6m) の I バンド観測において 7 日間の短い第 2 増光が見られた (OGLE 2003-BLG-235/ MOA 2003-BLG-52)。これを説明するためには、二重星のモデルで質量比が大きいものが必要となり伴星は木星質量の約 1.5 倍程度の惑星と結論されている。

地上で進行中の計画としては、OGLE 、MOA 、MPS 、PLANET network などがある。

パルサー法においては、惑星の公転運動により、非常に正確な「時計」である中性子星からのパルスが周期的に変化することを利用する。この方法は非常に軽い天体まで検出することができる。パルサー PSR B1257+12 は (普通の星ではないが) 最初に太陽系外に惑星が発見された天体であり [50]、最近では合計 4 個の地球の数倍から月の 1/3 程度の (下限) 質量しかない「惑星」の存在が指摘されている。しかしながら、これまでに報告されているパルサー惑星は 2 個であり、全パルサーにおける割合は主系列星における惑星よりもはるかに小さい。パルサーの周囲という特殊な環境に居ることも含め、その成因は系外惑星の中でも特異なものではないだろうか。

惑星を特徴付けるスペクトルは短波長側では主星からの反射である。よって全ての惑星は偏光を伴う。これを検出するのが**偏光法**である。しかしながら予想される偏光度は 10^{-6} レベル程度しかなく (ちなみに 、太陽を積分した偏光度は 3×10^{-7} 以下である)、偏光器は超高精度 (10^{-7}) なものが必要となる。そのためには、高速度で大気の変動に伴う偏光誤差を除去し、かつ、検出器の平坦性に伴う測光精度を克服するために、PEM(光弾性変調器) と単一素子 APD を利用した偏光器 (PlanetPol) が開発され、ほぼこの精度を達成している [18]。なお、この方法が成功すれば偏光自体は惑星そのものからの光なので、直接観測と言う事ができる (τ Boo で惑星反射光のスペクトルを分離したという報告が有るが確認されていない)。

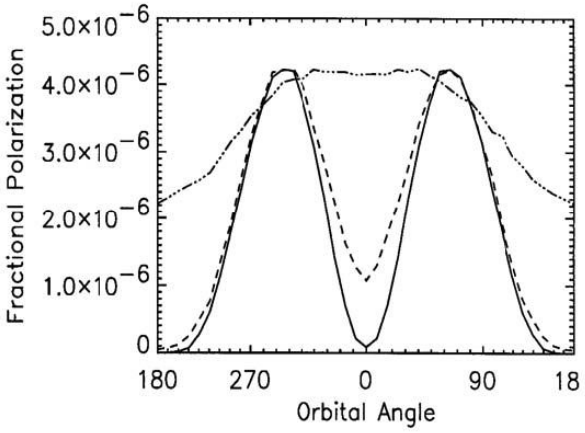


図 7.6: Close-in 巨大惑星の偏光のシミュレーション [35]。線の違いは軌道面の傾きに対応している (90、82、66、48、21°)。

このように、間接的手法による系外惑星検出はよ

うやく過去 10 年で成功を収めてきた。しかしながらドップラー法によって間接的に発見された系外惑星は多くの理論的・観測的問題を投げかけた。たとえば、木星は周期 12 年で太陽から約 5AU 離れた所を公転するが、発見された惑星には木星クラスのものが恒星から 0.1AU 以下の所をわずか数日で公転しているものが数多くある。主星に近いため表面温度は 1000K を超えるため hot Jupiter と呼ばれている。また、円軌道から大きくかけ離れた軌道を公転する惑星も存在する。このような惑星の存在はこれまでの標準的な惑星形成理論では説明できない。観測的にも、短期間のドップラー法は公転周期の短く重い惑星を選択的に検出する問題点が指摘されている。より遠方に巨大惑星がある可能性の確認や太陽系に似た惑星系の存在確率を議論するのは今後の課題である。

直接的観測は、定性的・定量的な情報を得る上で、いかなる間接的観測よりも重要である。ドップラー法による観測では最も重要なパラメータである惑星の質量について下限値しかわからない。しかし、直接法で惑星の軌道と傾きを決めれば正確な質量が求まる。さらに、その測光・分光の情報から惑星とその大気の物理的情報を初めて得ることができる。複数の惑星が存在する場合、間接法の解釈は複雑になるが、直接撮像された画像の解釈は簡単である。しかし、系外惑星そのものを直接に観測した確実な例はまだ一つもない。従って、系外惑星を直接観測することが次の最も重要かつ緊急のステップなのである。そこで木星型・地球型それぞれの系外惑星の直接撮像に向かって熾烈な競争がスタートしている。

木星型巨大惑星のうち若い惑星は赤外線光度も明るくコントラストも比較的小さいため、補償光学を備えた $8-10$**m クラスの地上大望遠鏡**あるいは**ハッブル望遠鏡**の重要な直接観測対象となる。すばる望遠鏡でも赤外線コロナグラフ CIAO と補償光学 AO などによって近傍の星形成領域や近傍の比較的若い恒星に対してサーベイが進行中である。

さらに、中心星から非常に離れた巨大惑星が存在すれば、解像度は限られるが高感度の赤外線望遠鏡 (**スピッツアー望遠鏡**および **ASTRO-F**) でも検出できるかもしれない。

いわゆる hot Jupiter も赤外線で明るく、コントラストも小さい ($3-4$ 桁) が、中心星との角距離が小さいため、その直接観測のためには**大口径干渉計**が必須となる (VLT 、Keck、LBT)。これらの地上大口径干渉計ではアストロメトリによる惑星検出 (木星 ~ 0.1 木星質量程度) も目指している。

JTPF の目指すサイエンスはその次のステップとしての**地球型**系外惑星の直接観測である。その際、最大の技術的課題は、主星と惑星の光度比の大きさ (**コントラストあるいはダイナミックレンジ**と呼ぶ) である。太陽系のような惑星系の検出を念頭に置いた場合、図 7.2 に示したように、地球型に限らず木星型惑星でさえも可視光〜近赤外波長では $9-10$ 桁、中間赤外波長以上でも $6-7$ 桁のコントラストが必要となる。このような高コントラスト観測を実現するのが、可視光におけるコロナグラフを利用した高コントラスト望遠鏡と赤外線におけるナル干渉計望遠鏡である。

中間赤外線における ($3-4$ 桁もの) コントラスト条件の緩和は、確かに赤外線における系外惑星検出にとって魅力である。しかし、波長が長いため、同じ口径の望遠鏡を用いる限り低解像度の観測に甘んじなければならない。従って、単一大口径望遠鏡よりも比較的小さな望遠鏡を離して並べる干渉計が有利である。また、中間赤外線波長において超高感度を得るためには、地球大気・望遠鏡・観測装置の熱雑音から逃れるためにスペースに出ることが不可欠となる。そこで、系外惑星探査ミッションとしては赤外線スペース干渉計が有利であるというアイデアが出てきた。中間赤外線においては、地球大気に特徴的な酸素 (9.6μm のオゾン) や水 ($6\sim 8\mu$m) の吸収バンドが比較的容易に検出できることも強調された。NASA/TPF の最初のアイデアもこれに基づいたものである。しかし、これにはいくつかの問題があることがわかった。一つは、恒星の周りには赤外線観測において雑音となる黄道光が意外に多くあり、惑星からの赤外光がこの背景光に埋もれてしまう可能性がある。黄道光の原因となるダストは惑星系形成の副産物であり、太陽系内外の両方においてその影響を避けることが難しい。もう一つの困難は、やはり赤外線スペース干渉計に伴う技術的な壁の大きさである。NASA/TPF の 1999 年当時のアイデアは、口径 3.5m の冷却望遠鏡を 4 台用意し、基線長 75m から 1km を確保する赤外線干渉計であった。波長域は $3\sim 30\mu$m をカバーする。さらに、通常の干渉計と異なり、干渉計の対称軸位置にある恒星からの光に対しては山と谷とを重ね合わせてその光を打ち消し、そのすぐ近くにある惑星の光は打ち消さないナル干渉計とし、必要なコントラストも確保する (7.19 章参照)。**ナル干渉計**のための実験も進んでおり、実験室では単色光で 1/3500、白色光で 1/1000、望遠鏡 (AO 無し) でも 1/100 桁のコントラストが実現されて

いる。しかしながら、このようなナル干渉計をスペースで実現するためにはまだまだ多くのハードルがある。

可視光高コントラスト望遠鏡のための技術の要は、望遠鏡の瞳面あるいは像面において、波面の位相あるいは振幅に対してさまざまな加工を行うという、**広義のコロナグラフ技術**である (7.13 章参照)。太陽コロナグラフやステラーコロナグラフの多くで利用されている Lyot のコロナグラフ (像面に遮光マスク＋瞳面にストップ) はその一つである。ただし、コロナグラフは後置光学系であり、これを有効に働かせるためには、望遠鏡から導かれる星像をなるべくクリーンにする必要がある。そのためには、望遠鏡そのものへの工夫 (副鏡支持部分の影響を逃れるための軸はずし望遠鏡や分割鏡の不採用など) や、それだけでは取り除けない波面・振幅誤差の後置光学系による補正 (**補償光学**の利用) が不可欠であると考えられる。現在稼動中の地上望遠鏡およびスペース望遠鏡は高コントラストの実現という見地では設計されていない。そこで、望遠鏡の設計から装置に至るまで、コントラストを最優先した設計の可視光ミッションを実現することによって、系外惑星検出はもとより、感度・波長・解像度といったもとのは全く異なるパラメータである「高コントラスト」を生かした天文学を追求できる。

7.3 観測ターゲット

JTPF の目指すサイエンスは言うまでも無く系外惑星、特に地球型系外惑星、の直接観測である。後述の口径 3.5m 可視光高コントラストスペース望遠鏡 (HCST) の場合は、約 20 pc 以内の地球型惑星と約 50 pc 以内の木星型惑星がターゲットとなる。ここでは、Hipparcos Main Catalog による TPF targets の考察 [10] に基づき、JTPF の観測ターゲットを紹介する。

早期 A 型～中期 M 型までの星をカタログから選んだものが図 7.7 であり、2 重星や光度変化が大きいもの (0.1 等以上) を除くことにより 202 個のサンプルから成る。これらは全て 30pc 以内の恒星に対応している。

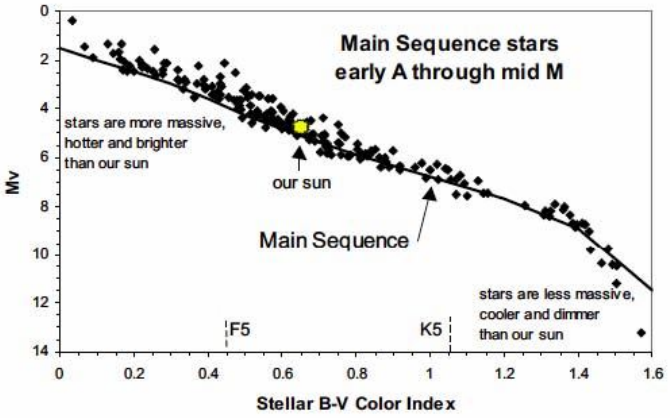


図 7.7: ヒッパルコスカタログから選んだ 202 個の A-M 型星 (単独、無変光星) のサンプル [10]

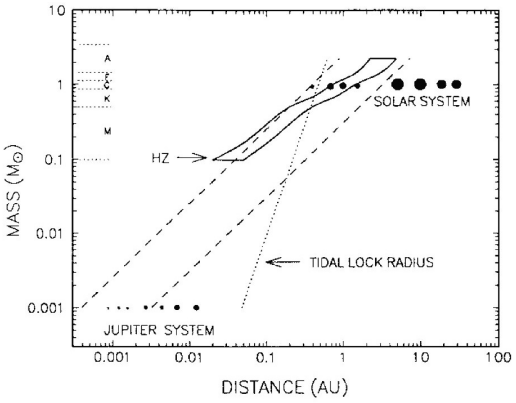


図 7.8: スペクトルタイプによる Zero-age main-sequence の Habitable Zone の分布

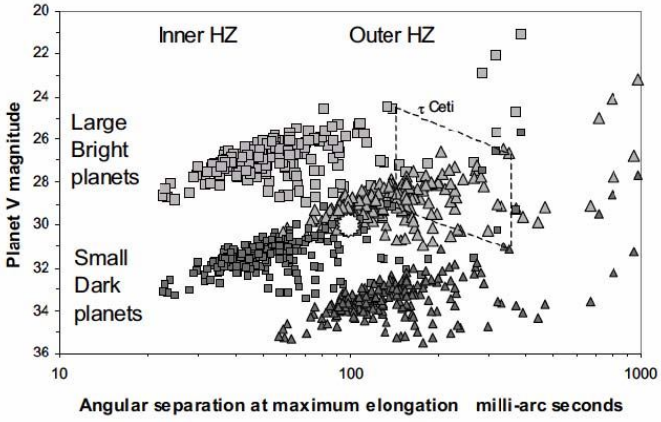


図 7.9: 惑星の期待される角距離と明るさの分布。角距離は $40-1000$mas に、V 等級は $22-35$ 等に分布している。中心の点は太陽・地球を 10pc に置いたもの。

この個々の恒星の Habitable Zone (HZ) 、すなわち、惑星の表面で液体の水が存在する領域を計算する事ができる [19]。その HZ の位置を主星からの角距離に直せば、惑星の最大角距離の分布が求まる。

いっぽう、惑星の期待される明るさは、主星の明るさ・惑星のアルベド・位相・惑星の大きさで決まる。たとえば、太陽・地球を半月の時に 10pc の距離から眺めると、惑星は $V = 29.6$ となる (光度比は 24.8 等)。明るさの最大の可能性として半径が地球の 2 倍でアルベドも 2 倍の惑星を想定し、その逆として半径が地球の 1/2 でアルベドも 1/2 という暗い惑星を想定すると、期待される惑星の明るさの範囲が求められる。先ほどの 202 個のサンプルに対し、期待される最大離角の範囲 (HZ の内側と外側) と惑星の明るさの最大・最小の組み合わせの 4 点をプロットしたものが図 7.9 である。JTPF では、この図の右上にあるターゲットから左下に向かって順次狙うことになる。

7.4 目指すサイエンス (系外惑星の直接撮像・分光)

直接撮像から得られる系外惑星の最も重要な物理量は質量である。明るさ・色・アストロメトリ等から独立に質量を求めることができる。

まず、惑星の明るさとその軌道距離と位相が求まれば、アルベドを仮定して質量を概算できる。ただし誤差は大きい。

また、惑星の色の情報 (図 7.10) から 4 つの惑星のタイプに分類する事ができ、従って、その質量を推定する事ができる。すなわち、(1) 大気無し惑星 (水星・火星) の表面アルベドは青色域で低く、波長と共に増加する。このような色を示す惑星の質量は小さいと推定できる。(2) 木星・天王星は赤色域でメタン・アンモニアの吸収が大きく低アルベドを示す。このような色を示す惑星の質量は大きいと推定できる。(3) 金星は全ての可視光波長で高アルベドだが、短波長でのみ低い。(4) 地球は非常に特徴的なアルベドの波長依存性を示す。青い惑星と呼ばれる所以たる、短波長でのレイリー散乱による高アルベドと雲の反射による緑・赤色域での平坦なアルベド波長依存性である。

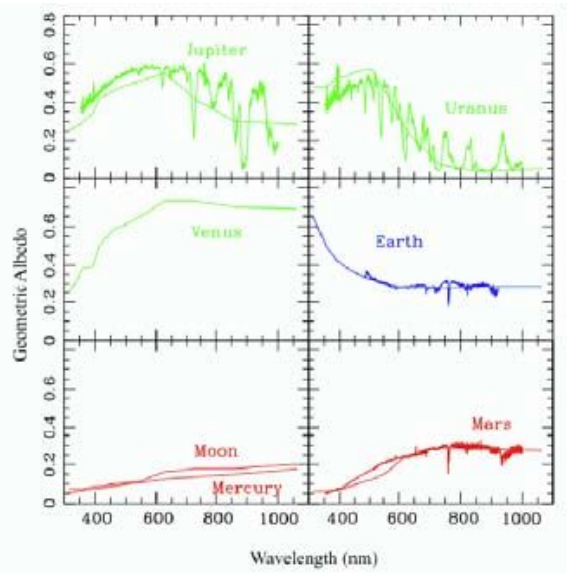


図 7.10: 太陽系内惑星のアルベド波長依存性 [7]

さらに、惑星存在が確認できたものについては分光観測を行い、生命存在の指標となる分子や特徴 [可視光波長では O_2(760nm) 、H_2O(940nm) 、CH_4(890nm) 、Rayleigh (400nm)、red edge (800nm) など] の有無を調べる (図 7.11 および図 7.10 の地球照のスペクトル参照)。

多量の酸素 (あるいはオゾン) とメタンの同時検出は最も確実な生命存在の根拠となる。多量の酸素 (あるいはオゾン) の存在だけでも明らかになれば生命存在の可能性となる。これによって、地球型惑星における生命の有無に関して初めて科学的な議論を行える直接観測データを与える。

直接観測は、質量以外にも多くの物理量を導出することができる。公転軌道や周期の情報は言うまでも無いが、その「変光」は多くの情報を含ん

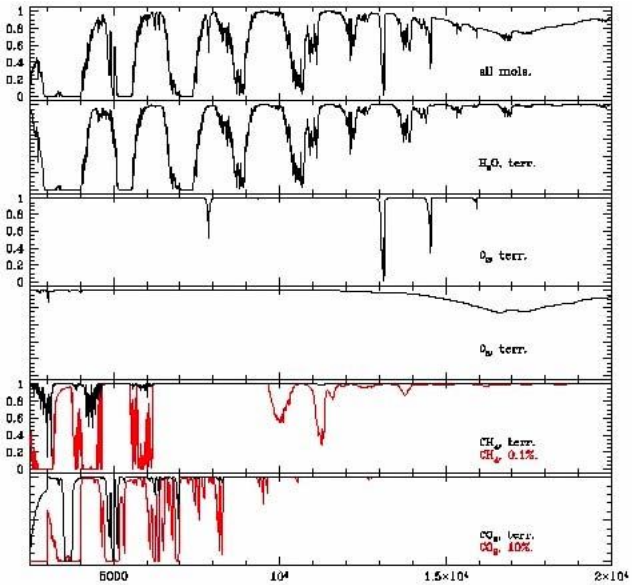


図 7.11: 可視光における biomarker 分子のスペクトル [45]

でいる [14]。例えば、系内惑星中、地球はその光
度変化が非常に大きい点で特徴付けられる。大陸と海洋と雲の反射率の違いによる日変化は 10 – 20%もあるため、10%程度の変光精度の観測でもとらえる事ができるだろう。より長周期の光度モニターにより季節変化も示唆できるかも知れない。複雑な分光器も不要であり、変光観測は最も簡単に惑星表面を診断する方法と言える。

全く異なる見地としては、惑星表面の反射率が地質学以外の要因で制御される可能性も指摘されている。緑黄植物に含まれる葉緑素は 0.7μm より長い波長の光を反射する性質が有る (red edge)。これは光合成を阻害する赤外線を排除するために植物の細胞間のギャップが散乱を起こすように進化したためだと考えられている。従って、このような波長特性を示す惑星のスペクトルが確認できたならば、系外「植物」の存在について議論できる可能性がある。現在、月面に照り返された地球の光、すなわち、地球照の観測により red edge のスペクトルを確実に捕らえる試みが行われている (海老塚ほか 、 private communication)。

いっぽう、巨大惑星については、太陽系内巨大惑星と褐色矮星を併せた比較惑星分光学を展開できるだろう。

7.5 目指すサイエンス (広視野深撮像分光に基づくサイエンス)

JTPF は本来、軸外し光学系の採用により、副鏡スパイダーなどによる散乱・回折光を極力避け、コロナグラフの機能が十分発揮されるクリーンな PSF を得るところに特徴がある。しかし、工夫した光学系を採用することで、十分な焦点面視野を確保し、高解像度コロナグラフカメラ以外にも、広視野カメラなどを持つことによって、幅広い天文学の研究に用いることができる可能性がある。本章では、JTPF の口径、光学系、そして宇宙での観測環境を活かして、どのような分野での応用が望ましいか、また、可能であるかを検討する。

7.5.1 なぜ多目的装置搭載が必要か？

JTPF は、コロナグラフカメラによる系外惑星の直接検出を目的とし、その目的に最適化された望遠鏡・観測装置としての開発を目指している。一方で、非常に巨額の資金を要すること、また、このような大口径の可視・近赤外・宇宙望遠鏡は希少であることから、できるだけ幅広い天文学の分野での応用もまた目指すべきである。

宇宙空間からの観測環境は、高解像度、低背景光雑音で観測が可能であるため、様々な研究課題の遂行が可能である。銀河や星形成領域の高空間分解能観測、非常に暗い点源の検出、そして地上では熱放射や大気夜光、大気の吸収によって観測が困難な近赤外線波長帯で高感度の観測が実現出来る。

このような特徴を活かして、地上や、他のスペース将来計画と相補的となる観測装置を工夫して多目的な運用を可能にすることが望ましい。ハッブル望遠鏡以降の可視・近赤外線中口径望遠鏡としては、NASA の JWST 計画があるが、現在考案されている観測装置は、高解像度の面分光を主体とした、比較的視野の小さい (2 – 3 分角) ものである。そこで、これと相補的に、広視野での可視・近赤外線高解像度観測が実現出来れば、その性能はユニークなものになり、JWST とも相補的となるだろう。実際、すばる望遠鏡主焦点カメラの成果で示されたように、初期宇宙における銀河分布には大きな非一様性があり、また、十分な統計的精度を稼ぐためには、暗い天体に対して広視野で走査観測を行うことの重要性が認識されている。

一方、JTPF 本来の特徴であるクリーンな PSF を活かした高解像度の観測を多目的に応用出来るような装置も魅力的である。今後の開発によって検出器読み出し雑音を極限まで小さくすることができれば、低背景光とあいまって、赤外線波長域における宇宙の 3.5m 望遠鏡による分光観測能力は地上の 10m 級望遠鏡にも匹敵するものとなりうる。高解像度用の赤外 3 次元分光器などは有用な観測装置となるだろう。

7.5.2 広視野赤外線カメラによる初代天体の探査

3.5m 可視・赤外線望遠鏡に 100 平方分角の広視野カメラを搭載して達成することができるサイエンスは多岐にわたる。多少、占有的に用いれば、数平方度の掃天観測も可能だろうし、また、領域によっては、惑星観測とパラレルに隣接する領域での深宇宙探査なども可能であろう。ここでは、スペース広視野カメラによって達成される課題のうち、代表的なものとして、初代天体の探査をあげたい。WMAP 衛星による背景輻射の偏光成分の観測や、$z = 6$ のクェーサー連続スペクトルの銀河間吸収の観測から、宇宙の再電離は、$z = 6 - 20$ の間に行われたのではないかと推定されている。しかしながら、どのような天体の、どのような輻射により、宇宙が再電離されたのかは不明であり、これを観測的に明らかにすることは、初期宇宙の歴史を明らかにし、我々の起源をたどる、という問題においても非常に重要な研究だと考えられている。赤方偏移 $z = 15$ くらいで存在が予想される星形成銀河で、その紫外線光度が $10^{10}L_{\odot}$ 程度のものが存在すれば、 輻射流束密度は 10 nJy 程度となり宇宙赤外 3.5m 望遠鏡での検出が可能である。宇宙の初期天体は、より大きなスケールの密度揺らぎのピークで形成され始めると考えられるので、このような天体をとらえるには数分角の視野では十分とは言えず、広視野であればあるほど望ましい。そこで、JTPF に三枚光学系などの工夫を採用し、焦点面に広視野を確保し、そこに HAWAII-II RG など波長 5μm まで撮像可能な近赤外検出器を用いた広視野カメラを考えたい。ピクセルスケールは $0''.05$ 程度とし、$10' \times 10'$ 程度の視野を持つカメラを用いれば、1 視野で数 $\times 10^5$ Mpc^3 くらいの体積を観測することができるだろう。これによって、JWST では困難な深さ・体積で初期天体の探査を行うことができる。近赤外広視野カメラは他にも、銀河形態の起源の観測、高赤方偏移銀河の星質量分布の観測、あるいは星質量によって選んだサンプルによる銀河形成・進化の研究、Ia 型超新星探査による宇宙の加速膨張の検証、近傍矮小銀河の恒星分離測光、など、様々な応用が考えられる。JTPF の実現に当たっては、是非ともこのような可能性を考え、推進してゆきたい。

7.6 目指すサイエンス (系外惑星誕生現場-原始惑星系円盤から残骸円盤へ)

太陽質量程度の恒星とその周囲に惑星がどのようにして生まれるのかについて、1980 年代からの観測・理論の急速な進展の結果、以下のような「作業仮説」を持つに至っている： 星は分子雲とよばれるガスとダスト (宇宙の塵) の集まりから生まれる。分子雲中の高密度コア (分子雲コア) が自己重力で収縮しはじめ重力エネルギーを外に解放し、原始星が誕生する。原始星の中心部分は高温化し収縮が止まり小さな核ができる。落下する物質がなくなると力学的平衡状態になるが、その後は準静的収縮が進み、中心温度が 1 千万度近くで水素核融合反応が起こり始め、一人前の恒星 (主系列星) となる。主系列になる前の段階の準静的収縮期の星は T タウリ型星として知られている。T タウリ型星のまわりには、物質の降着と回転により生じた円盤 (ディスク) が取り囲み、ほぼ太陽系のサイズ (100AU) を持っている。このディスクこそが惑星系形成の場であり (よって原始惑星系円盤と呼ばれる)、この中で惑星が生まれ (ダストから微惑星、原始惑星をへて惑星に至る)。いっぽう、円盤の物質は消失してゆく。

このような原始惑星系円盤の形態とその多様性は、すばる望遠鏡の現在の重要な観測テーマである。図 7.13 に示すような渦巻構造を持つ円盤など、$0''.1$(約 15AU) の解像度で円盤の微細構造 (フレア、溝、渦巻腕、リングなど) が散乱光により明らかになりつつある。ALMA では解像度がさらに一桁向上し、かつ、円盤自体の熱放射やガス輝線をとらえる事が出来るため、形態のみならず円盤の質量・速度構造について比類なき情報が期待される。

JTPF は、ALMA とほぼ同じ高解像度であるのみならず、その高コントラストを生かし

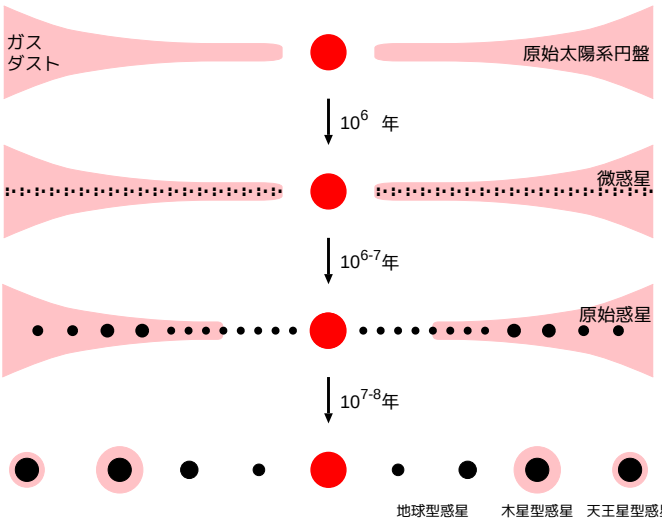


図 7.12: 若い星のまわりの星周構造の進化としての、原始惑星系円盤から惑星への進化の概念図 (いわゆる京都モデル ; 小久保 、private communication)

て、これらの円盤を散乱光で検出する。相補的な両方のデータにより惑星形成の場としての円盤とその進化について、図 7.12 のような作業仮説が観測的に検証されることになる。

いっぽう、赤外線天文衛星 IRAS の観測により主系列星のまわりでダストが遠赤外線を放出しているものが太陽近傍だけでも 100 例以上あることが発見された (ベガ型星)。このダストはディスクにおける惑星形成の残骸と思われ、直接に撮像する試みが精力的に行われた。しかし、ダスト円盤そのものの撮像に成功したのは、がか座 β 星をはじめ 2 – 3 例にしかすぎなかった。最近、高解像度サブミリ波観測や高感度中間赤外線観測により、いくつかのベガ型星のまわりでリング・ディスクに見える構造が発見された。

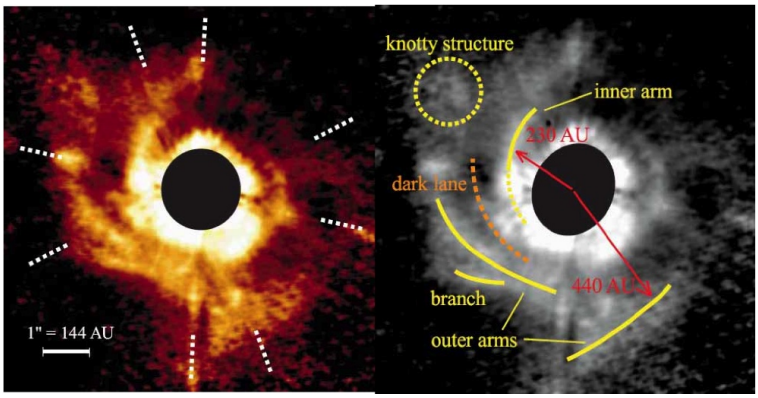


図 7.13: すばる望遠鏡と赤外線コロナグラフ CIAO が観測した AB Aur のうずまき円盤 [15]

このダスト円盤は、当初は惑星形成の残骸と提案されたが、最近では微小天体の衝突により生じた第 2 世代円盤と考えられている。スピッツアー望遠鏡の A 型星をサンプルとする最新の観測によれば [32]、同じ質量・同じ年齢の天体でも赤外超過の量は大きく異なる。また、赤外超過を示すものについては、その割合は時間の逆数に比例して減少することが示されており、その形成原因に強い制限を与えている。

JTPF/HCST による高感度観測・高コントラスト観測は、スピッツアー望遠鏡や ASTRO-F サーベイで新しく発見されるこのような残骸円盤を散乱円盤として検出する。近傍 (10pc 程度) の円盤ではその形態を 0.1AU の解像度で描く事ができるため、惑星の存在による共鳴に伴う円盤構造の検出や、逆に、それにより惑星の間接的検出が可能になる。

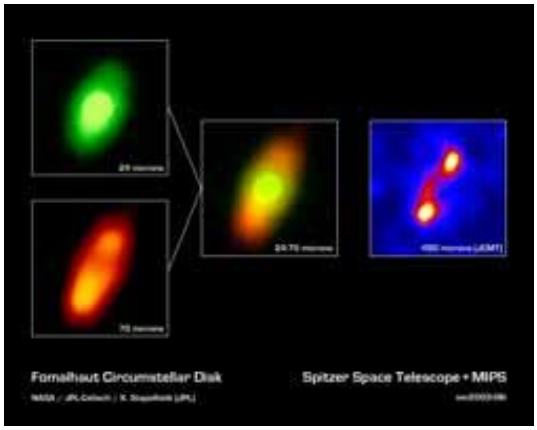


図 7.14: スピッツアー望遠鏡によるフォーマルハウト (ベガ型星) のダスト円盤の観測 [40]。

ここに記述した以外の分野でも、高コントラストを生かした以下のようなテーマがありうる。今後、より多くの分野の方々によるサイエンス検討への参加を歓迎する。

- AGB の研究: 1kpc 以内の距離にある AGB からの星風・シェルの 20-200 星半径における構造。また、そのダスト生成領域の直接観測。
- BL Lac, radio loud AGN などの活動銀河核中心周りの領域の研究。
- 重力レンズ天体の研究。

7.7 HCST(ハイコントラストスペース望遠鏡) とは?

JTPF ワーキンググループでは、これまでもっぱら可視光高コントラスト望遠鏡の概念設計とそのために重要となるコロナグラフ技術の検討を行ってきた。そこで、以下では主として可視光高コントラスト望遠鏡について述べる。

高コントラストスペース望遠鏡 (High-Contrast Space Telescope: HCST) の現在の仕様は表 7.1 のとおりである。

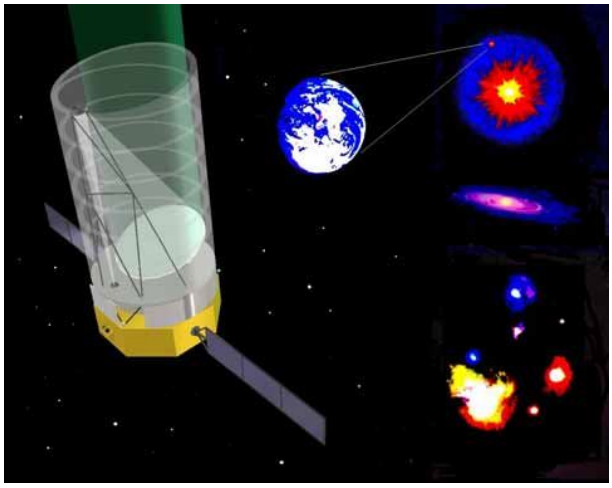


図 7.15: JTPF/HCST 衛星の想像図 (カラー 17 ページ)

7.8 既存・今後のミッションとの比較

JTPF/HCST は、Herschel、SPICA、JWST の各望遠鏡とはさまざまな意味で相補的なものである。表 7.2 にこれらの比較を示す。

Herschel、SPICA、HCST の口径はほぼ同じである。打ち上げ年度の違いは、波長が短波長化することによる技術的実現困難さのレベルを反映している。短波長化に伴い空間解像度が劇的に向上する。HCST の解像度は ALMA の解像度とほぼ同じである。

	JWST	SPICA	Herschel	HCST
口径	6m	3.5m	3.5m	3.5m
最適波長	1–5μm	5–200μm	60–500μm	0.1–1μm
解像度	0.″04–0.″2	0.″4–14″	4″–36″	0.″007–0.″07
打上予定	2011	2010	2007	2015

表 7.2: JTPF と他のミッションとの比較

望遠鏡	口径 3.5m 軸はずし単一鏡
波長	可視光・近赤外線が主で紫外線もカバー
	$\lambda_c = 0.5\mu$m, $\lambda\lambda = 0.1 - 5\mu$m
打上予定	2015 年
寿命	5-10 年
軌道	S-E L2
装置	可視近赤外コロナグラフ
	広視野可視近赤外撮像分光装置
	紫外線分光撮像器
主鏡	< 25kg/m^2, 重要空間周波数において $<$ 10nm WFE
波面制御	重要空間周波数において $<$ 0.1nm
高コントラスト	$> 10^9$ at $5\lambda/D$ ($\lambda > 0.4\mu$m)

表 7.1: HCST の仕様案

系外惑星検出の観点からは、Herschel はその直接観測には向かない。しかし、残骸円盤の検出など系外惑星検出に直接関連するサイエンスに威力を発揮する。

同様に、SPICA[26] も一般的な惑星直接検出のためには、その解像度は足りない。しかしながら、比較的近傍の、主星から離れた惑星を検出できる感度を持つため、適切な高コントラスト装置 (中間赤外線コロナグラフ) を搭載することによって、惑星の直接撮像と分光を行うことができると期待される [41]。

JWST はこれらの望遠鏡と比較すると口径が大きく、近赤外波長では惑星直接検出に必要な解像度を持つ。しかし、必要な高コントラストと高感度を実現するのが難しく、系外惑星直接検出ミッションと言うことはできない。

図 7.16 に、すばる望遠鏡、地上次期超大口径望遠鏡 (ELT)、JTPF/HCST 、JWST の感度を比較した。8pc の距離にある地球のスペクトルも示してある。ELT は近赤外線までは補償光学が働くが、可視光ではまだ実現できないと仮定した。感度及び解像度から考えると、可視光・近赤外線のスペース中口径と近赤外線の地上超大口径は惑星検出に要求される性能を達成できる。しかし、後者は汎用望遠鏡において高コントラストを達成するためのクリーンでストレール比の高い光学系や安定した星像を得ることが実現できるかどうかが鍵となる (例；[37, 13])。JTPF/HCST では、これを主眼として望遠鏡と観測装置をある程度一体化しつつ設計することが重要である。

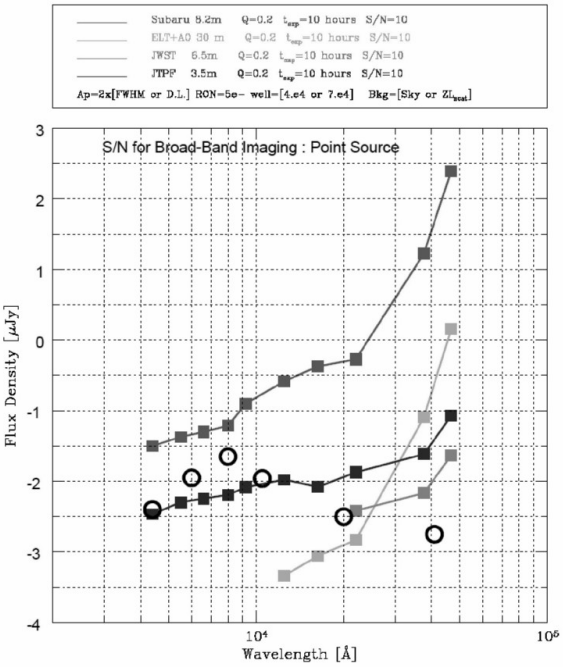


図 7.16: 感度の比較 (折れ線の右端で上から順に、すばる、地上 30m(近赤外 AO のみ有)、JTPF、JWST)。丸は 8 pc においた地球のスペクトル (SED)。

7.9 波長の選択

JTPF/HCST の観測波長は 0.5μm で最適化し 0.1 – 5μm で観測可能とする。5μm 以下では熱放射の寄与は少ないため (図 7.2)、この波長帯では波長が短いほど解像度が高くなるが、実現可能な鏡面精度とカバーした波長域などのバランスを考えた結果である。これにより、可視光・近赤外線だけでなく紫外線天文学への応用も可能となる。また、近赤外線がメインの JWST、中間・遠赤外線がメインの SPICA、サブミリ波がメインの Herschel と波長的に相補的となる。惑星が存在する領域として、主星から 10 pc にある天体の 1 – 30AU 領域を観測できることになる。これは波長 0.5μm で 3 – 90λ/D に対応している。コロナグラフの種類によっては主星のごく近傍 (約 1λ/D) まで観測可能である。

7.10 望遠鏡１ (光学系)

JTPF/HCST は、直径 3.5m 程度の軽量一枚鏡による軸外し望遠鏡とする方向で検討を行っている。口径の点では Herschel、SPICA に続く、一連の 3.5m クラス一枚鏡の短波長化と位置付けることができる。一枚鏡のメリットは、JWST のような分割鏡に比べ、クリーンな PSF が得られることである。軸外

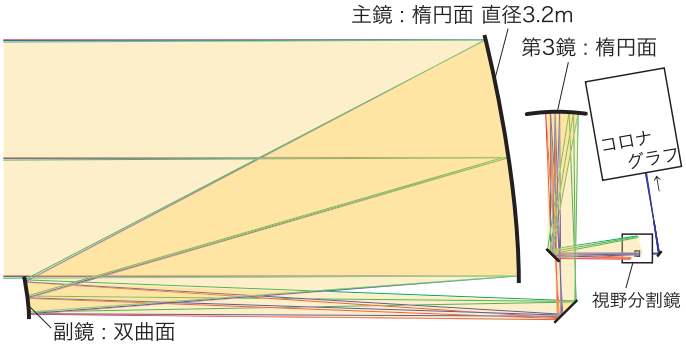


図 7.17: JTPF/HCST の光学系案 (ここでは口径 3.2m で設計してある) (カラー 17 ページ)

面	曲率半径	直径	軸外し量	次の面まで	非球面係数	6 次の係数
主鏡	15360.0	3280	2200	6657.50	−0.992766	4.582377×10^{-8}
副鏡	−2385.83	530	300	7157.50	−1.632791	0
折曲鏡 1	∞	-	-	2824.56	0	0
第 3 鏡	∞	780	0	2000.00	−0.698458	0
折曲鏡 2	∞	-	-	1770.61	0	0

表 7.3: 光学系パラメータ (長さの単位は mm)

し望遠鏡にすることで、さらにクリーンな PSF を狙うことができる。PSF がクリーンであることはコロナグラフ装置で惑星検出に必要な高コントラストを達成するための必須条件である。

鏡面精度は $\sigma \sim 5$nm を仕様とするが、これでも惑星検出に必要なコントラストには達しない。そこで、特定の空間周波数における波面誤差をさらに小さくするために補償光学を利用する。これについては後述する。

JTPF/HCST には、コロナグラフ装置に加え、汎用の可視光 – 紫外線および近赤外線広視野カメラを搭載したいと考えている。視野の広い望遠鏡光学系としては、2 鏡系であるリッチー・クレチアン系が知られているが、この光学系には像面湾曲収差が残っているため、焦点面付近にフィールドフラットナーレンズを挿入する必要がある。しかし、紫外線から近赤外線に至る広い波長域を色収差なく屈折系で補正することは非常に難しいうえ、宇宙空間では使用できるレンズ素材に限りがある。

そこで、JTPF/HCST の光学系として、非球面 3 鏡系である成相系を利用して反射系のみの構成での設計を試みた。光学系案を図 7.17 に、各面のパラメータを表 7.3 に示す。

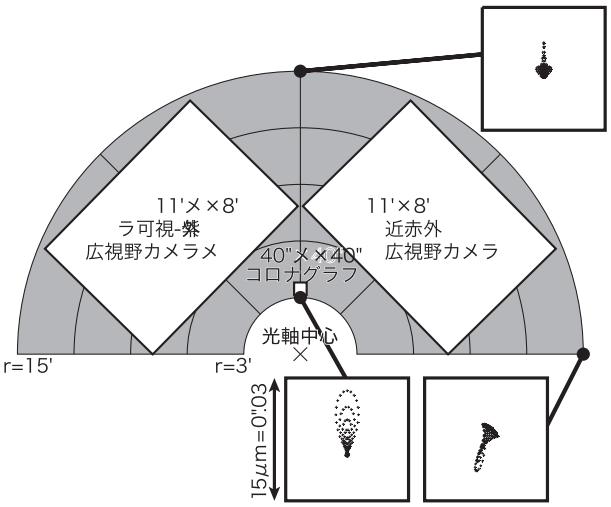


図 7.18: JTPF/HCST の焦点面配置案とスポットダイアグラム

この光学系は主鏡が軸外し楕円面、副鏡は軸外し双曲面であり、この 2 枚でまず一度、収差の残った焦点を結ぶ。この一度目の焦点面付近に折曲鏡 1 を挿入して光路を折り曲げた後、第 3 鏡 (楕円面) が歪曲以外の 3 次収差をすべて補正する。この時点で残存収差は歪曲と 5 次収差のみになり、半径 15′ という非常に広い視野を確保することが可能となる。

第 3 鏡で反射した後、瞳に相当する位置に折曲鏡 2 を挿入して検出器の方向に光線を取り出す必要がある。ここで、半径 15′ の視野のうち半円形の部分しか使わないことにすると、折曲鏡 2 を光路をさえぎらないように配置することができる。図 7.18 は焦点面での視野分割の一案であるが、半円形の視野でも汎用広視野カメラに必要な視野の広さを十分に確保することができる。

図 7.18 には焦点面の代表的な位置でのスポットダイアグラムもあわせて示してある。半径 15′ の半円形の視野の全面で RMS $\sim$ 0.″006 の像を結び、JTPF/HCST の光学系案として十分な結像性能を持っていることが分かる。

7.11 望遠鏡２ (主鏡)

JTPF の可視光望遠鏡案についてはクリーンな PSF が得られるように口径 3.5m の軸外し単一主鏡を持ち、$0.1-1\mu$m において回折限界 ($0''.007-0''.07$) を達成するために、鏡面の形状誤差が 5nm 以下 (rms、球面および補償光学にて補正可能な成分を除く)、表面粗度が 1nm 以下 (rms) であることが求められる。一方、赤外干渉計案についての詳細は未定であるが口径 10×2m 程度の短冊あるいは楕円形の鏡が 2 ～ 複数枚で構成された 10μm 帯の干渉計等が考えられる。

Hubble Space Telescope(HST) は主鏡が口径 2.4m、厚さ 300mm の ULE(極低膨張ガラス) の中空リブ構造で重量が約 800kg(180kg/m^2)、総重量が 12 トンであり、スペースシャトルで打ち上げられ、軌道投入までのコストが約 2400 億円であった。しかし、欧州や日本単独の宇宙ミッションの場合にはロケットの打ち上げ能力により重量が 2.5 トン程度に制限され、HST の 2 倍の面積を持つ口径 3.5m 望遠鏡であっても主鏡の重量は 300kg(30kg/m^2) 以下であることが求められる。宇宙では重力による変形が無いものの、打ち上げ時の加速度に耐えなければならず、望遠鏡の主鏡は軽くて頑丈であることが要求されるために、様々な新素材や構造が開発されている。例えば、新素材として焼結シリコンカーバイト (SiC)、炭素繊維強化シリコンカーバイト (C/SiC)、高強度反応焼結シリコンカーバイト (高強度 RS-SiC)、ベリリウム、Carbon/carbon composite(C/C)、ゼロ膨張高剛性セラミックス (ZPF) 等が挙げられる。また構造についてはハニカムに代表される様々なリブ構造ミラー、超薄肉の石英、ULE や複合材料 (CFRP 等) のミラー+能動支持機構等が挙げられる。口径 6.5m の James Webb Space Telescope (JWST, 0.6-27μm) が採用を予定している薄肉ガラス+能動支持機構 (KODAK 社が受注) は目標の鏡面形状精度や表面粗度を得ることが容易である。しかし、スペースシャトル等によるサービスミッションが期待できない場合には信頼性の点から能動支持機構の採用が困難である。

焼結 SiC は熱変形に対する安定性 (熱伝導を線膨張係数で割った値：λ/α) と堅さ (ヤング率を密度で割った値：E/ρ) の両方の点について優れている。ESO が 2007 年に打ち上げを計画している口径 3.5m の Herschel Space Observatory(HSO, $60-670\mu$m) には焼結 SiC が採用され、Astrium 社では口径 3.5m、厚さ 200mm、重量 240kg の主鏡の製作に成功している (図 7.19-1, 7.19-2)。しかし、従来の焼結 SiC は焼結時に $10-20$%程度の体積収縮が起こるため、鏡面やリブ構造をある程度以上薄くすることができなかった。さらに SiC はシリコンや窒化硼素と同様にダイヤモンドに次いで硬く脆い物質であるために、焼結後には通常の研削法等による鏡材軽量化のためのくり抜き加工や鏡面加工等に膨大な時間と労力を要する。C/SiC は SiC の粉末と短い炭素繊維からなる圧粉体に溶融した金属シリコンを含浸させて SiC を生成させる新しいセラミックス素材である。SiC の生成を制御して残留させた炭素繊維により従来の焼結 SiC に対して破壊じん性が改善される上、反応焼結による体積変化が小さい。日本の次期赤外線宇宙望遠鏡計画である口径 3.5m の SPICA($2-200\mu$m) は焼結 SiC あるいは C/SiC のリブ構造ミラーを採用することが検討されている。焼結 SiC や C/SiC の素材には空隙や成分が異なる粒界が存在し、可視光において満足できる表面粗度を得るには CVD-SiC 膜等の表面処理が必要である。しかし、口径 3.5m の単一鏡に CVD 等の表面処理および鏡面加工方法の開発には困難が予想される。

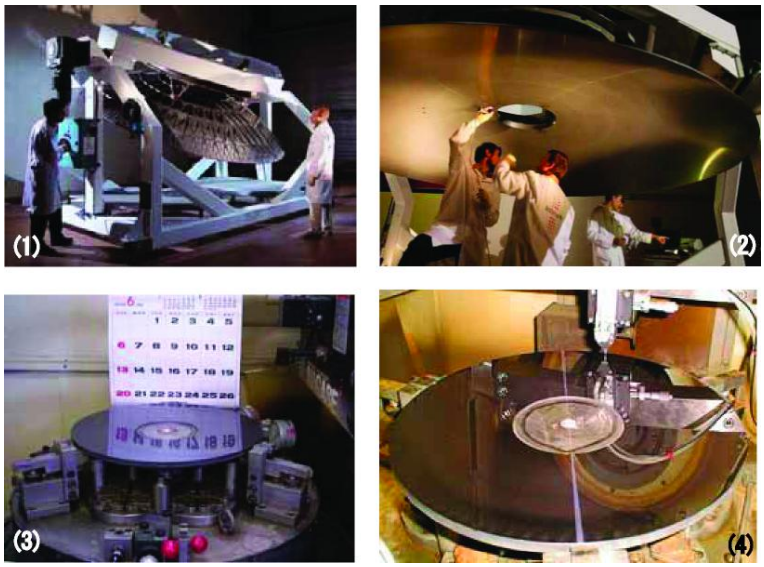


図 7.19: (1) ハーシェル望遠鏡用の焼結 SiC 口径 3.5m 主鏡 (2) 焼結された部分を超音波診断中 (3)ELID 研削で作成したリブ付き焼結 SiC の 360mm 鏡 (4) 接触型のプロファイラーによるオンマシン測定 (カラー 380 ページ)

高強度 RS-SiC は SiC と炭素の粉末からなる圧粉体に溶融した金属シリコンを含浸させ、SiC を反応焼結させる新しいセラミックス素材である。従来の焼結 SiC より、熱伝導とヤング率が大幅に改善された上、反応焼結による体積変化が ±1% 程度であり、圧粉体の状態で 2mm 以下の薄い鏡面やリブ構造の加工が可能であるために口径 3.5m の可視光用の主鏡の重量を 200kg(20kg/m^2) 以下にできると期待されている。さらに空隙がほとんど無く粒界が 100nm 以下の残留シリコンが散在する程度である。残留シリコンをさらに削減することにより紫外線においても満足できる表面粗度が得られる可能性があり、現時点において JTPF の主鏡用として最も有望な素材である。

ベリリウムは堅さ (E/ρ) の点では優れた素材であり、2003 年に打ち上げられた口径 850mm の Spitzer Space Telescope($3-180\mu$m) の主鏡にはベリリウムのリブ構造ミラーが採用された。しかし、線膨張係数が大きいために熱変形に対して不利であり、大口径の単一鏡には不向きである。また、ベリリウムには強い毒性があり、取り扱いには注意を要する。C/C も堅さ (E/ρ) の点では優れた素材であるが、方位により熱伝導率と線膨張係数が大きく異なる。C/C のみでは鏡面を得ることが困難であり、ニッケル (カニゼン) メッキ等の表面処理を施した後に切削、研磨加工を行う必要がある。ZPF は最近開発されたゼロ膨張高剛性セラミックスであり、堅さが焼結 SiC の半分程度であるものの、熱変形に対する安定性 (λ/α) が前出の素材の中で最も優れている。また、ZPF は焼結後にリブ構造の薄肉加工が容易であるために焼結 SiC より軽量化が期待できる。

従来の一般的な鏡面研磨法は加工圧力のために薄い鏡面のリブ構造ミラーの鏡面研磨加工が困難である。欧米や日本の光学メーカ等において様々な 新しい鏡面加工法が開発されている。理化学研究所においても裏面から微小な圧力あるいは 1G の重力による鏡面の変形に対抗する圧力で接触した後にアクチュエータを油圧で固定するサポート治具、最新のナノレベルの制御が可能な精密加工装置、研削抵抗が極めて小さな ELID 研削加工法 ([30]: 図 7.19-3)、および接触式や干渉計による機上計測 (図 7.19-4) 等を組み合わせた SiC 軽量化ミラーのフィードバック加工法の開発が進められている [11, 12]。また、Keck 望遠鏡のセグメント鏡 (Zerodure) 用として開発されたイオンエッチングを応用した表面の修正仕上げ法 [1] がベリリウムや SiC 等に応用が検討されている[1]。

材質	密度 ρ [g/cm^3]	ヤング率 E [GPa]	線膨張係数 α (E-6) [K^{-1}]	熱伝導率 λ [W/m · K]	E/ρ	λ/α	参考資料
Sintered SiC	2.90	310	2.60	150.0	107	58	[51]
C/SiC	2.70	230	2.30	125.0	85	54	[51]
RS-Si	3.10	400	2.60	156.0	129	60	[52]
Beryllium	1.84	303	11.50	180.0	165	16	[51], [53]
C/C	1.30-1.80	160, 100	1.50, 6.00	275.0, 75.0	100, 65	180, 13	[54]
CFRP	1.60	110	0.10	50.0	69	500	[51]
ZPF	2.54	150	0.02	5.3	59	265	[55]
Zerodure	2.52	93	0.05	1.6	37	32	[53]
ULE	2.20	67	0.03	1.3	30	43	[53]

表 7.4: 素材の機械的、熱的特性

7.12 スペース補償光学

JTPF/HCST においては補償光学が重要な開発要素となる。その理由は、主鏡精度はそのままでは惑星検出に必要なコントラストを達成するための 1/1000λ 以上に満たないためである。地上における補償光学が主に大

[1] http://www.mi.astro.it/docM/reports/ann2001/ren01/node52.html

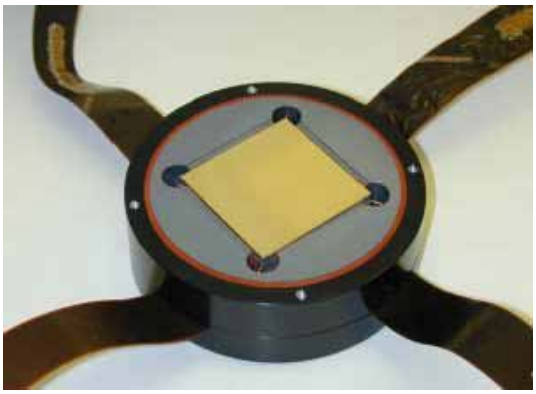


図 7.20: Xinetics 社の 42 × 42 素子可変鏡

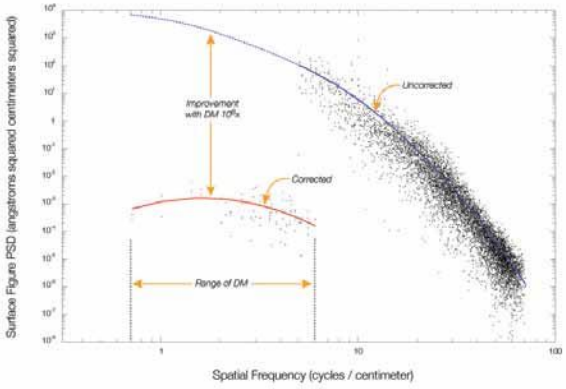


図 7.21: JPL における 21 × 21 素子可変鏡の性能のデモ [46]。波長 0.63μm において波面誤差 1/13000 。

気揺らぎによる波面誤差を補正するのに対し、スペース補償光学は鏡のリップルによる位相誤差および反射率の非一様性による振幅誤差などに対処する。JTPF/HCST では補償光学を利用して、惑星検出にとって重要な空間周波数 (csf) において高精度を達成する。その結果、csf においては $\sigma < 0.1$nm となる。これは 100×100 素子以上の可変鏡 (DM) を利用すると達成可能と推定される。

すでに 42×42 素子が利用可能になっており (図 7.20)、JPL における実験では 21×21 素子の補償光学で 0.025nm を実現している。数百素子 × 数百素子の可変鏡の開発も計画されており、HCST の打ち上げまでにその利用は十分可能である。このような可変鏡のペアによって位相誤差と振幅誤差の両方を補償することができる。

7.13 スペースコロナグラフ

JTPF/HCST においては、波面補正された光に対し高コントラストを付加する技術が鍵となる。そのための光学技術を広義のコロナグラフと呼ぶことにする。コロナグラフは、もともと皆既日食時以外にも太陽コロナを観測するために考案された装置 [21] である。明るい天体の直ぐ近くの暗い天体を検出するための工夫を総称してコロナグラフとも言う。最近では太陽以外の恒星にも応用され (その場合ステラーコロナグラフとも呼ぶ)、広く科学的成果を収めている。代表例としては、がか座 β 星のダスト円盤の発見 [38] 、低温褐色矮星 Gl229B の発見 [27] 、ハッブルによる HR4796A のダストリングの発見 [34]、すばるによる AB Aur の渦巻円盤の発見 [15] などがある。

コロナグラフには大別して「焦点面補正または瞳面補正」と「振幅補正または位相補正」の 4 通りの組み合わせがある。これら全てのコロナグラフを説明することは割愛するが、代表的なものを紹介する。

焦点面振幅補正の代表としては古典的 Lyot コロナグラフがある。これは単純な焦点面マスクと円形のアンダーサイズ瞳の組み合わせで、どのような装置にも適用することができる。しかしながら IWD(Inner Working Distance) が大きい ($> 3 - 5\lambda/D$) という欠点が有る。

焦点面位相補正の代表としては Phase mask コロナグラフがある。中でも焦点面に 90° ごとに位相が π 異なる光学素子を置く 4-quadrant

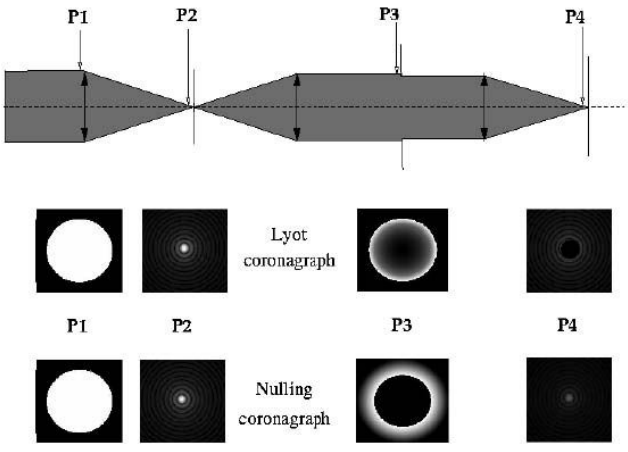


図 7.22: Lyot のコロナグラフ

phase mask コロナグラフは透過光学系では実現しやすい。しかし、中心天体を光軸上に保つ工夫が不可欠である。

最近では、Spergel pupil(図 7.24 中央)、ASA (Apodized Square Aperture、図 7.24 右) や PIAA (Phase-Induced Amplitude Apodization) などが提案されている。これらの瞳面補正による星像パターンを図 7.25 に示す。I WD は大きくなるが、$5\lambda/D$ の距離で既に 10 桁を超えるコントラストを確保できている。

また、西川ら (2004) は干渉計とコロナグラフの組み合わせにより高コントラストが得られることを示している ([29] : 7.19 章参照)。

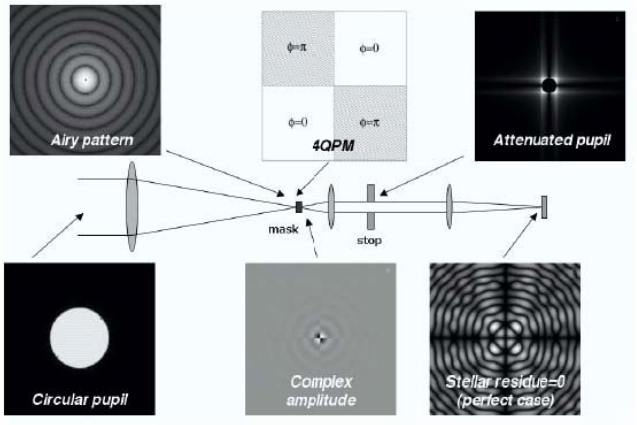


図 7.23: Four-Quadrant phase mask コロナグラフの原理図 [31]

これらのうち、どれが JTPF/HCST にとって最適かの判断は今後の R&D を待たねばならないが、それぞれのコロナグラフに長所短所が有るため、最小限の複数のコロナグラフを利用可能な装置設計にしておくことが適当であると考えている。

地上用コロナグラフ (すばる望遠鏡用赤外線コロナグラフ CIAO) での経験も交えて、コロナグラフで重要なことを下記にまとめる：

- 小さな λ/D
- 障害物の無い視野
- 高いストレール比
- 小さな散乱
- クリーンで安定した Point Spread Function (PSF)

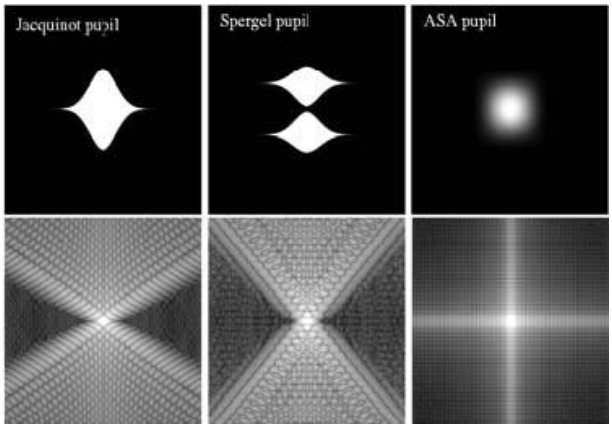


図 7.24: さまざまなコロナグラフ光学系 -瞳面補正- と得られる星像 [17]

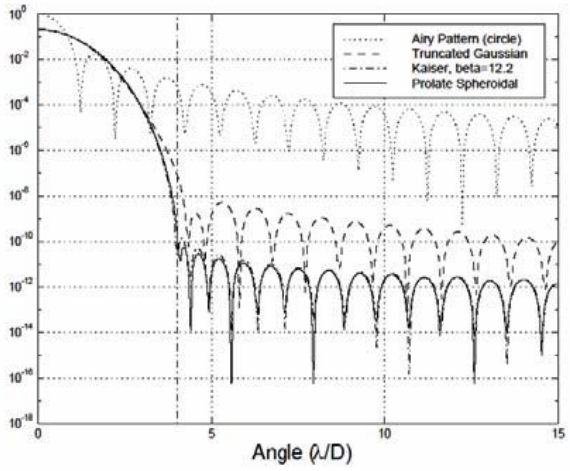


図 7.25: さまざまな瞳面コロナグラフによる星像の動径プロファイル。円形開口によるエアリーパターンでは $15\lambda/D$ の距離においても 4 桁強のコントラストしか得られないが、回転楕円面によるパターンでは特定の領域では $5\lambda/D$ の距離において 10 桁以上のコントラストが得られる。

- 複数のコロナグラフの実現
- コロナグラフ装置と望遠鏡とを一体化した設計

JTPF/HCST の口径 3.5m 軸はずし望遠鏡はまさにこれらの要求を満たしている。

スペースステラーコロナグラフとしては、ハッブル望遠鏡に搭載された 3 種類のコロナグラフが存在する (表 7.5)。しかし、これらはいずれもオプション的に付加されたものであり、ハッブル望遠鏡の性能を 100%生かしたコロナグラフになっているとは言いがたい。高コントラストを目指すためには、コロナグラフと望遠鏡とが一体となった設計が不可欠である。

7.14 軌道

7.14.1 S-E L2 概要

JTPF の観測軌道としては、太陽-地球系のラグランジュ点のうちの L2 (以下 S-E L2) を想定している。

S-E L2 は、天体観測、特に太陽系外惑星観測にとっては、以下の理由から大変に有利な軌道である。(1) 地球の見かけの大きさが非常に小さく、かつ太陽とほぼ同じ方向になるため、同じ姿勢での衛星への熱入力がほぼ一定になり、望遠鏡の温度安定性が向上する。(2) ある時点における観測可能な天空の領域が広く、かつ指向観測において長時間の積分が可能である。

一方、この軌道にはいくつかの留意点もあるが、以下のように大きな問題とはならない。(1) S-E L2 は摂動に対して不安定であるが、この周りに衛星を維持しておくために必要な制御量はごく小量である。具体的には、一年間あたりの制御量は静止軌道の南北制御に必要な量の 1/10 約である。(2) S-E L2 は地球から 150 万 km と遠方にあるが、比較的大きな重量が投入できる。同じ能力のロケットでも投入方法によっては、静止軌道に投入するよりも重い衛星を S-E L2 に投入することが可能である。

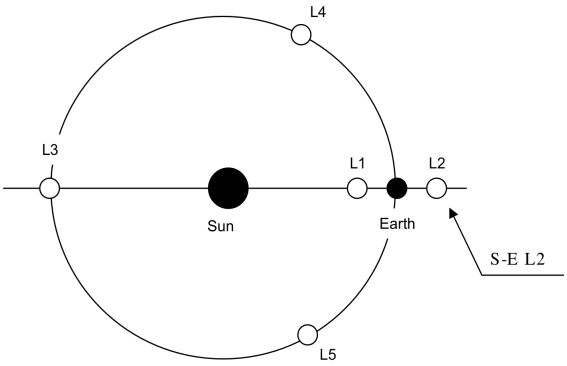


図 7.26: 太陽-地球系ラグランジュ点

実際の観測軌道は、S-E L2 点そのものではなく、そのまわりのリサジュー軌道またはハロー軌道とする。その理由は以下である：(1) 常時電力確保、(2) 通信系の太陽電波との干渉の回避。

また、この軌道は 2010 年頃の打ち上げを目標として、JTPF より先行して検討が進められている次期赤外線天文衛星 SPICA でも採用されており、そのミッション運用のスキル (H-IIA での打ち上げ、軌道投入、軌道制御、姿勢制御) の大部分は JTPF においても活用できる。従って開発コスト、信頼性の面でも S-E L2 軌道は JTPF にとって有利である。

装置	波長域	観測半径	解像度	主なターゲット
NICMOS	近赤外	$> 0\farcs6$	$0\farcs2$	若い木星型惑星
STIS	可視	$> 0\farcs5$	$0\farcs1$	円盤・ジェット
ACS	可視	$> 1\farcs0$	$0\farcs06$	系外銀河?
HCST	可視	$> 0\farcs1$	$0\farcs03$	地球型惑星
SPICA	中間赤外	$> 1\farcs0$	$0\farcs3$	遠方木星型惑星

表 7.5: HST コロナグラフと HCST および SPICA コロナグラフの比較

7.14.2 打ち上げロケットおよび軌道上運用

打ち上げロケット 観測軌道への投入方法は以下の観点から選択する。

- 衛星本体に 、過度の負担 (構造的 、電力的 、熱的 、機能的) を強いないこと。
- 軌道投入が確実に行われること。
- 上記の条件を満たしながら、観測軌道にできる限り重い重量を運搬できること。

観測軌道への投入シーケンスの詳細は、今後の軌道計画検討を待たなければならないが、現時点では以下を想定している。

(1) H-IIA ロケットにより 、衛星を中間的トランスファー軌道に投入する。(2) 中間的トランスファー軌道の遠地点において、アポジモーターまたは衛星搭載推進系により、S-E L2 への最終的なトランスファー軌道に移行。この過程において、有効であれば、月によるスイングバイ等も利用。(3) 衛星搭載推進系により、最終的トランスファー軌道から観測軌道へと移行。

打ち上げから最終的な観測軌道への到達時間は、短いほうが好ましい。打ち上げから最終的な観測軌道への到達時間は数週間を想定している。トランスファー軌道飛行中も、衛星の最低限の電力・機能を維持し、また、望遠鏡への太陽入射を防ぐよう、適切な衛星姿勢を維持する必要がある。

軌道保持 上記のように、実際の観測軌道は S-E L2 まわりのリサジュー軌道またはハロー軌道となる。しかしながら、上にも記したように、常に通信系の太陽電波との干渉を回避するためには、軌道保持の必要がある。そのためには、5m/s/year 程度の軌道制御が必要になる。

軌道制御は、衛星に搭載された推進系によって行う。ただし、その際観測機器の熱バランスが崩れないよう、姿勢変動を最小限にとどめることが望ましい。姿勢変動により熱バランスが崩れる場合、定常状態に復帰するためにどの程度の観測時間が失われるかを考慮し、軌道制御のタイミングを検討する必要がある。

7.15 観測運用

7.15.1 観測シーケンス

JTPF は天文台型の衛星である。すなわち、無条件に全天をサーベイすることは行わず、特定の、ただし全天に分布する天体の詳細観測を中心に行う。

発生電力の確保、および観測系への熱負荷の軽減のため、JTPF がある時期に観測可能な天体は、太陽方向に直交した大円を中心として $\pm 30^\circ$ 程度の領域に含まれる天体に限られる。実際には、この観測可能領域のなかの特定天体の指向観測を行うことになる。ひとつの天体の観測は、数時間続く。すなわち、望遠鏡はひとつの方向をこれだけの期間見つづけることになる。

7.15.2 地上からの運用

観測軌道に到達した後の観測期間中は、ひとつの地上局からは 1 日 8-10 時間程度、適度に離れた 3 局があれば 1 日中常に地上とのコンタクトをとることが可能になる。そこで、以下の 3 つの運用パターンが考えられる。 (1) コマンド送信・テレメトリ受信ともに、ひとつの地上局のみ用いて運用を行う。したがって、一日の 1/3 の可視中はコマンド・テレメトリ送信ともに、ほぼリアルタイムで行うことができるが、非可視中は、プログラムにしたがった自動的観測および、観測データの蓄積が必要になる。(2) コマンド送信はひとつの地上局のみで行うが、テレメトリ受信は複数の地上局を用いる。したがって、観測はプログラムにしたがって自動的に行う場合が多いが、観測データの送信はほぼリアルタイムで行うことができる。 (3) コマンドの送信・テ

レメトリの受信ともに、少なくとも 3 つの局を用いて非可視時間をほぼゼロとする。したがって、観測データをほぼリアルタイムで地上に送信しながら、リアルタイムでコマンドを送信することができる。

現状では、上記のうちの (1) をデフォルトとする。ただし、(2) 、(3) との比較検討により、制約事項が多い場合は、地上運用方針の見直しを行う。

7.16 衛星システム 1(電源・通信・姿勢制御)

7.16.1 電源系

電源系構成 電力は以下の種類の電源から確保する。

太陽電池パドル系

バッテリー系

定常観測期間中は日陰には入らないため、常に太陽電池パドル系から電力を供給する。観測中は基本的には太陽電池パドル面が太陽方向に直交するように姿勢が保たれるが、観測によっては、この位置から最大度まで衛星が傾斜される。この状況でも、十分な電力が確保されるのであれば、太陽電池パドルは衛星本体固定で良い。

上記に加え、以下の状況時の電力確保のためにバッテリー系を搭載する。

- 初期打ち上げ時
- 初期軌道制御時
- 観測期間中の軌道制御時
- 姿勢異常時

これらの事態に備えて、バッテリー系の容量は十分なものを確保する必要がある。

項目	電力
温度制御系	500W
焦点面観測機器制御系	200W
衛星システム系	800W
合計	1500W

表 7.6: JTPF の電力消費量

電力 定常観測時での電力消費量の概算見積りは表 7.6 の通りである。観測中の電力消費量はほぼ一定値が保たれる。

7.16.2 通信系

機能 通信系には以下の 3 つの機能が必要である。

1. **コマンド受信** 通常のリアルタイム運用に加えてスケジュール観測のためのプログラムを受け取る。
2. **テレメトリデータ送信** 衛星の HK データを送る低速回線と、観測データを送る高速回線の 2 系統をもつことが望ましい。
3. **レンジング応答**

地上局アンテナ JTPF 運用のためには臼田 64m クラスの地上局を用いる。

周波数帯 未定

機上アンテナ構成 以下の 3 つの役割をもつアンテナが必要。

1. 地球近傍において、どのような姿勢においても回線を確保するアンテナ。コマンド受信・テレメトリ送信の両者に用いる。
2. 観測軌道において、どのような姿勢においても最低限の回線を確保するアンテナ。一部のコマンド受信、HK テレメトリの送信に用いる。
3. 観測軌道において、観測姿勢時に高速回線を確保するアンテナ。多くのコマンド受信、観測データの送信に用いる。

上記と 1 と 2 は、1 系統のアンテナが兼ねても良い。

7.16.3 信号処理系

機能/構成 信号処理系は、衛星全体を司る中央信号処理系に加えて、各主要要素ごとに処理系をもつ分散型のシステムを想定する。以下のような信号処理系要素を想定している。

1. 中央信号処理系
2. データレコーダー系
3. 電源信号処理系
4. 姿勢 、軌道制御信号処理系
5. 焦点面観測機器信号処理系
6. 熱制御系信号処理系
7. 通信系信号処理系

以下では、このうちの代表的な処理系である「中央信号処理系」と「焦点面観測機器信号処理系」について述べる。

中央信号処理系 中央信号処理系に求められる基本機能は以下である。 (1) コマンドをデコードし、該当機器に必要なコマンドの配信を行う。 (2) 各機器からデータを集め、テレメトリデータを編集する。(3) 各機器から集めたデータをデータレコーダーに送る。 (4) 各機器からのデータに基づき、衛星基本状態の判断を行う。異常と判断した際には、衛星全体が致命的な状況に陥らないよう適正な処理を行う。

焦点面観測機器信号処理系 焦点面観測機器信号処理系に求められる基本機能は以下である。 (1) 焦点面観測機器が必要な信号、クロックなどを供給する。 (2) 焦点面観測機器が発生する信号を収集する。 (3) 必要とあれば信号を圧縮し、そのうえで中央信号処理装置にデータを渡す。 (4) 焦点面観測機器が異常な動作を行った場合には、システムに致命的な影響を与えないような処理を行う。

データ発生レート 信号処理系の設計にあたっては扱うべき信号量を見積もる必要がある。最も大量のデータを発生する可能性があるのは焦点面観測機器である。

7.16.4 姿勢軌道制御系

機能 姿勢軌道制御系に求められる機能は、衛星の運用内容により以下のように大きくかわる。

1. **初期軌道投入時** 軌道変更運用に必要な衛星の姿勢を維持し、それを確認しながら軌道変更を行う。異常を検出した際には、システムが致命的な状況にならないようにすぐに対処。
2. **定常観測時** 非常に高い精度の衛星姿勢を維持。異常時には、自律的に太陽電池パドルを太陽にむけて回転するセーフホールドモード に移行。
3. **観測軌道維持制御時** (1) に同じ。

軌道姿勢制御系は、上記の機能を満たすために必要なセンサー系、アクチュエータ系を搭載したうえで軌道姿勢制御系信号処理装置により、自律的に制御を行う。

観測姿勢制御精度 観測時には極めて高い姿勢制御精度が必要となる。以下に、HCST の要求する姿勢制御精度を観測機器に分けて記す。

焦点面観測機器	姿勢安定性	絶対指向精度
可視近赤外コロナグラフ	0.″03 rms/1min	誤差 1″ 以下
広視野可視近赤外撮像分光装置	0.″03 rms/1min	誤差 1″ 以下
紫外線分光撮像器	0.″03 rms/1min	誤差 1″ 以下

姿勢制御系と観測系との役割分担 これらの姿勢制御精度要求を衛星姿勢制御系のセンサーとアクチュエータのみで達成することは困難である。高精度・高周波数の指向制御は観測系からの信号と可動鏡を用いて行う必要がある。

- 低周波数・低精度は、姿勢制御系独自 (センサとアクチュエータ) で制御を行う。
- 高周波数・高精度の制御信号は、観測系からの信号を基にする。
- 高周波数・高精度の指向制御は、観測器系のティップティルト鏡により行う。

7.16.5 二次推進系

二次推進系に最低限必要な機能は以下である。(1) 中間トランスア軌道から最終トランスファ軌道への移行 (別途アポジモーターを用意する案との比較が必要)。(2) 最終トランスファ軌道から観測軌道への移行。(3) 観測軌道の維持。(4) 姿勢制御系リアクションホイールのアンロード 。

これらの機能に求められる推力は項目ごとに大きく異なるため、複数の 2 次推進系の組合せが必要となる可能性もある。

7.17 衛星システム 2(構造・熱制御)

7.17.1 構造系

JTPF 全体構造を図 7.27 に示す。

衛星バス構造 衛星バス構体はスラストチューブとハニカムパネルで構成され、HCST の荷重を直接ロケットに伝える構造とする。構造系は打ち上げ環境条件を満たすとともに、姿勢制御に必要な剛性をもたなければならない。

HCST 構造 HCST の構成を以下に示す。材料は暫定案であり、今後温度変化による光学特性を考慮して選定する。またサンシールド伸展機構は、光学系を見直し、主鏡〜副鏡間距離を短くすることにより不要になる可能性もある。

1. **光学ベンチ** SiC または主鏡と線膨張係数を合わせた CFRP 成形品。衛星バスより CFRP トラスにより支持される。
2. **主鏡 SiC 製** 3 点を光学ベンチより CFRP トラスにて支持する。
3. **副鏡バックストラクチャ** SiC または主鏡と線膨張係数を合わせた CFRP 成形品。光学ベンチより CFRP トラスにより支持される。
4. **副鏡** SiC 製。3 点を副鏡バックストラクチャより CFRP トラスにて支持する。
5. **サンシールド** アルミシェル。外表面は最外層を銀蒸着テフロンとした MLI により断熱される。ベンチ打ち上げ時はロンチロック機構により衛星バスに固定され、打ち上げ後伸展して望遠鏡を太陽光、地球光から遮蔽する。軌道上では光学ベンチから支持される。

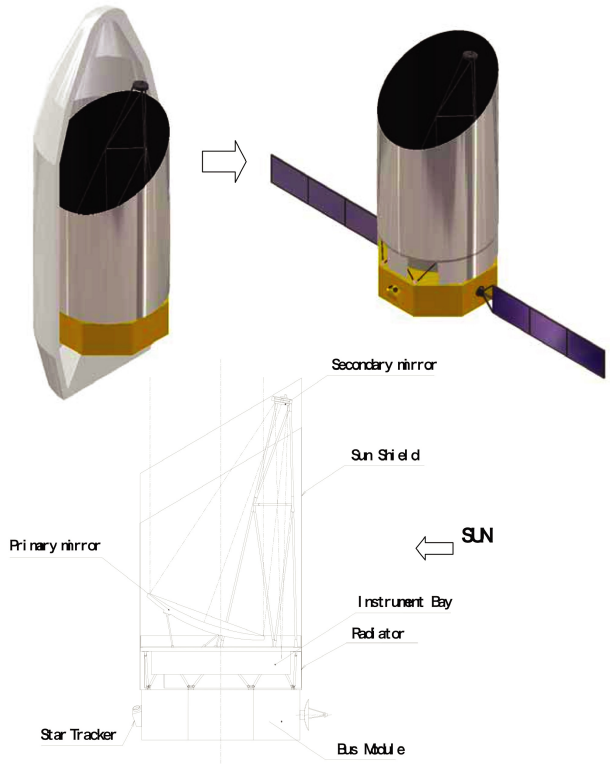


図 7.27: JTPF フェアリング収納状態と軌道上での外観 (カラー 18 ページ)

7.17.2 熱制御系

衛星システム部と HCST とは、お互いにできる限り断熱を施し、各々独自に熱制御を行うものとする。HCST は 1mK/hour 以下の温度安定性が要求される。太陽および地球に対する姿勢が一定の場合は熱入力が一定となるため、最終的には温度は安定するが、実際には観測対象を変更する際には姿勢変化し、熱入力も変動する。アクティブな熱制御を行わない場合は、姿勢変化後、定常状態になるまでの数時間から数日が観測時間のロスとなる。HCST では、以下のようにアクティブ熱制御を行うものとする。(1) 光学系はサンシールドで覆い、直接に太陽、地球、衛星バス、および太陽電池パドルを見ないものとする。 (2) サンシールド最内面は、サンシールド最外面から断熱され、ヒーターで 20°C 前後に温度コントロールする。(3) 検出器冷却用の冷却器の排熱は太陽方向の反対面に設けたラジエターにより行う。(4) 衛星システム部の HTST 取付面も HCST に対して、熱負荷とならないよう 20°C 前後に温度コントロールする。

項目	重量
望遠鏡システム	700kg
焦点面観測機器	300kg
冷却系	100kg
観測系構造	500kg
衛星システム	600kg
2 次推進系 (含む燃料)	400kg
合計	2500kg

表 7.7: JTPF/HCST の重量内訳

7.17.3 重量 、大きさ

H-IIA ロケット/静止軌道 2t クラスにより打ち上げることを想定する。フェアリングとしては、開発中の HTV 混載キャリア形態フェアリングの利用を想定する。衛星の重量・大きさは、これらの外的条件により決められる。想定される重量内訳は表 7.7 のとおり。

7.17.4 打ち上げ条件

H-IIA ロケットの打ち上げ環境条件、およびその後の軌道変更時の環境条件に耐えること。

7.17.5 地上試験

JTPF/HCST は、軌道上の熱環境をできる限り地上試験での環境に近い状態に制御する。従って、HCST は地上において真空チャンバーなどの特殊な熱環境シミュレーション設備を用いることなく十分な機能試験が実施できる。システム試験は、H-IIA により打ち上げられる衛星に準じた試験を実施する。

7.18 観測装置および検出器

7.18.1 観測装置

大別して以下のような 3 種類の装置が必要となる。

可視光コロナグラフ装置 系外惑星検出の鍵となる装置である。撮像・分光装置に高度コロナグラフ機能を持たせたものとする。視野は約 $40''(0.''01/\mathrm{pixel})$ 、波長は $0.2-2.5\mu$m $(0.2-1\&0.8-2.5\mu\mathrm{m}$) をカバーする。検出器は、4K × 4K 素子以上の CCD と HgCdTe または InSb array を前提とする。

広視野可視光・近赤外装置 撮像・グリズム分光を持つもので、視野は約 $15'$ をカバーできる。波長は $0.2-5\mu$m が目標だが、$2.5-5\mu$m までは別途カメラが必要となる。検出器は 8K × 8K 以上のモザイク (CCD と HgCdTe または InSb) が必要となる。

紫外線装置 : 未定 波長は $0.12-0.32\mu$m をカバーする。波長分解能は約 20000 が必要と考えるが、今後サイエンス要求をまとめる必要がある。

7.18.2 検出器

太陽系に拡がる惑星間塵 (黄道ダスト) による太陽光の散乱及び熱再放射は、大気圏外部からの宇宙観測において大きな表面輝度を持つ。$1-4\mu$m の近赤外線波長帯においては惑星間塵の散乱成分と熱再放射成分の谷間にあたることから、宇宙からの観測時の背景光が最も暗くなる波長領域である。この結果上記の波長領域では極めて高感度な観測を実現できるとともに、主要なノイズ源となりうる検出器性能への要求水準が厳しくなる。特に近赤外線観測時の主要なノイズ源は、地上観測の場合大気や望遠鏡からの背景光や検出器自身の読み出しが主成分となるが、宇宙環境では背景光のレベルが低いことから長時間の露出が可能となり、検出器の持つ暗電流が支配的なノイズ源となる。

現在宇宙からの観測装置に搭載する可視光 CCD の開発については、E2V 社の独壇場になりつつある。2004 年現在で入手可能な CCD のフォーマット及びタイプは背面照射型 2048×4096 画素の Three side battable のタイプであり、これをモザイク化することにより 8K × 8K 以上の規模を持つ可視光 ($<1\mu$m) カメラを構成することが可能である。また暗電流 ($\sim 0\mathrm{e}^-/\mathrm{s}@\sim 120\mathrm{K}$) 、読み出しノイズ ($<3\mathrm{e}^-$)、量子効率 ($>85\%$) などの特性も十分に仕様を満たすものが入手可能である。ただし納期と価格については非常に深刻な問題であることが

無視できないとともに (宇宙搭載品レベル)、宇宙放射線耐性に関しては必ずしも十分な性能には達していない事が問題である (1 素子が 1 億円を超える価格が提示されている)。また現状における E2V 社の CCD のレベルではミッション後半において大幅な性能の劣化は避けられないことが予想され、特に暗電流及びホットピクセルの劇的な増加と、 CCD 内の電荷転送効率の劣化によるダイナミックレンジの低下が深刻である。前者の問題は動作温度を下げることで解決することが可能であるが、後者については鉛などによる重量物でのシールドによる劣化時間の遅延以外に有効な手段が見つかっていないことは深刻である。また E2V 社により供給される宇宙仕様の CCD はフレーム転送型に限られているため、シャッターの併用が必須であることにも注意が必要である。シャッターを必要としないタイプの CCD で宇宙での使用を前提とした物は、 ISAS/JAXA PLANET-C グループが三菱電機株式会社と共同開発を行っているものがあるが、フォーマットサイズが 1K × 1K と小さく、量子効率も十分な領域に達していない (量子効率はピーク波長で 50% 程度にとどまる)。

一方 $1-5\mu$m 帯をカバーする近赤外線検出器は、JWST 計画の一端により InSb 、HgCdTe(HAWAII-II-RG) の二種類のタイプの検出器について夫々Raytheon Vision System および Rockwell により開発が行われてきている。両者とも 2048 × 2048 画素のフォーマットサイズを持つ検出器が開発され、それらの検出器について米国内の四つの研究機関 (Univ.of Hawaii, Univ. of Rochester, NASA Ames, STScI/JHU) により独立に評価が進められた。両者とも読み出し雑音の点において十分な評価結果 ($< 10e^-$/pixel) を得たが、InSb 検出器の持つ暗電流の大きさが不利な点となり、HgCdTe タイプの検出器が JWST 計画の搭載用検出器として最終選考され開発が継続されている (暗電流の典型値は各々 InSb; $35e^-$/pixel/s @ 30K, HgCdTe; $5 \times 10^{-3}e^-$/pixel/s @ 40K)。JTPF 計画においては微弱な天体を検出するという側面と、高い画像ダイナミックレンジを要求するという側面の両方を有している。スペース環境で高い空間分解能を持つ近赤外線観測を行う際には、観測時の背景光レベルが極めて低く、検出器自身の暗電流によるノイズが支配的になり、極限的に微弱な天体を観測する際には HgCdTe タイプの検出器が一般的に有利である。しかし観測装置冷却の点において優れた技術を有する日本の計画としてとらえた場合、InSb 検出器についても同程度まで暗電流を抑えた運用を実現することが可能である (但し検出器を 13K 程度まで冷却することが前提となる)。また HgCdTe 検出器の場合、基板材料が赤外線波長で透明であることが検出器内部の散乱光を引き起こす問題を有していることが大きな問題であり、 JTPF 計画で要求する極限のダイナミックレンジを持つ観測に大きな制限を与えるものである。これに対して InSb 検出器は検出器の基板材料 (InSb) 自身が赤外線の光を完全に吸収するため内部散乱の問題が無く、非常に大きなダイナミックレンジを持つ画像を取得することに秀でている。

これらのことを総合して JTPF に搭載される近赤外線検出器は、InSb 検出器を第一候補として検討を進めることが好ましいと考えられる。InSb 検出器については、先に挙げたように JWST への搭載を目標に 2K × 2K 素子の開発が既に完了している。単体の検出器として、2K × 2K 以上のフォーマットサイズのものを実現することは検出器内に使用されている二種類の半導体 (Si, InSb) の持つ熱膨張率の差から製作上の限界が報告されている。このため JTPF 化に向けて InSb 検出器のモザイク化が必要となり、宇宙への打ち上げに耐え、光学的な精度も実現できるモザイク技術の開発が必要である。また現在 Raytheon により開発が行われている InSb 検出器は 30K での動作に最適化されたものであり、暗電流が小さくなる温度領域 (< 15K) での動作に最適化されていないため、 JTPF に向けて Raytheon との共同開発を進める必要があると考えられる。

7.19 干渉計への取り組み

本提案書では、JTPF の目的を実現する手法として、もっぱらスペース可視光高コントラスト望遠鏡 (HCST) の記述を行ってきた。しかしながら、**赤外線干渉計を実現するために必要なオリジナルな検討および技術開発**も行われている。本章では、このような干渉計への取り組みについて説明する。

7.19.1 ナル干渉計への取り組み

ナル干渉計では、恒星の光を打ち消し合う干渉状態にして、恒星光のサイドローブを抑えて微弱な系外惑星を直接検出する。ナル干渉の場合、2 つのビームの間で位相を π ずらす必要がある。このとき問題となることは、いかにして白色光で π の位相シフトを実現し、ナル干渉を達成するかである。我々は、幾何学的位相変調によるナル干渉計を提案し実験を行っている [2]。

図 7.28 のように、二台の望遠鏡からなる天体干渉計を考える。被観測天体の方向によって、二つの望遠鏡で受ける光には光路差が生じる。この光路差は遅延線によって補正され、各々の望遠鏡で受光された光は光路差ゼロで干渉させられる。これが通常の天体干渉法であるが、ここで、一方のビームに π の位相シフトを与えると、光軸上にある天体からの光は打ち消し合う干渉を起こす。光軸からずれた方向から来る光には光路差が残るために、完全に打ち消し合う干渉とはならない。したがって、恒星光を打ち消し合う干渉状態にして、系外惑星光を検出できるようになる。

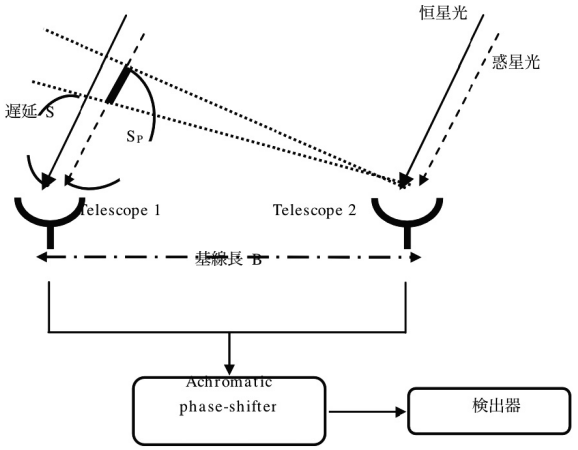


図 7.28: ナル干渉計

白色光に対して π の位相差を与える最も効率的な方法は、反射を利用して電場を反転させることである。しかし、2 つの望遠鏡からの光をそれぞれ同じように光学素子を反射・透過させるようにしなければ深いナル干渉を実現できない。Serabyn らは RSI(Rotational Shearing Interferometer) を用いる方法を提案した [36]。彼らの方法に限らず、反射を利用する π 位相シフト法では、天体干渉計の中に何らかの干渉計を組み入れることになる。また、π 以外の位相変調は無理である。多素子 (望遠鏡が三台以上) 干渉計では π 以外の位相シフト量でナル干渉が可能となる場合がある。

馬場らは、白色光で任意の位相シフトが可能となる幾何学的位相変調に着目した。図 7.29 が、天体干渉計に幾何学的位相変調器 (GPM:geometric phase modulator) を組み入れた図である。天体からの入射光は、偏光板 P1,P3 によって同一の直線偏光 ($\theta = 45°$) 成分となる。そして、偏光板によって、それぞれ、望遠鏡 1 からの光は S 偏光に、望遠鏡 2 からの光は P 偏光にされる。ビームコンバインされた後に、1/4 波長板 QWP と半波長板 HWP で構成される幾何学的位相変調器に入れられる。

幾何学的位相とは、偏光状態を循環的に変化させたときに得られる位相である。偏光状態は図 7.30 のようにポアンカレ球上の点で表すことが出来る。望遠鏡 1 からの S 偏光の光は、最初の 1/4 波長板で円偏光となる。次に半波長板の角度が Θ とすると、2Θ だけ傾いた直線偏光を経由して逆回りの円偏光となる。そして 2 つ目の 1/4 波長板で元の S 偏光に戻る。このとき、ポアンカレ球面上に張られた立体角の半分、すなわち、この場合 2Θ の位相が付加される。望遠鏡 2 からの P 偏光の光も同様にして、幾何学的位相変調器から出るときは P 偏光となるが、-2Θ の位相が付加される。ここで負の符号は、ポアンカレ球面上での循環ループが S 偏光の場合と逆回りとなっているためである。最終的に、P 偏光と S 偏光には 4Θ の位相差がつく。半波長板の回転角 Θ を調整することで任意の位相差が得られる。偏光板 P5($\theta = 45°$) によって、P 偏光と S 偏光とが干渉するようになる。ここで、$\Theta = \pi/4$ とすると、二つの望遠鏡からの光に π の位相差がつきナル干渉となる。

幾何学的位相変調によるナル干渉の実験を 2 通り行った。1 つは、図 7.29 の理想的な場合に相当する実験である。もう 1 つは、天体干渉計の各アーム毎に幾何学的位相変調を行うシミュレーション実験である。なお、以下の実験で使用した幾何学的位相変調器での波長板は、波長依存性の少ないフレネルロムとした。

図 7.31 では、恒星光をキセノンランプでシミュレートし、二つの望遠鏡からの P 偏光、S 偏光が光路差ゼロで合波されたとしている。惑星光 (ハロゲンランプ) は有限の光路差をつけられてから幾何学的位相変調器に入射する。実験結果を図 7.32 に示す。(a) は強めあう干渉状態であって、透過率が 10^{-4} の濃度フィルターを CCD カメラの前に挿入して撮像された。ここでは、惑星モデル光は検出されていない。(b) は幾何学的位

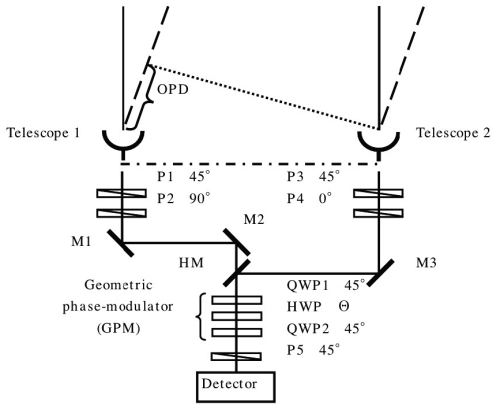


図 7.29: 幾何学的位相変調型ナル干渉計

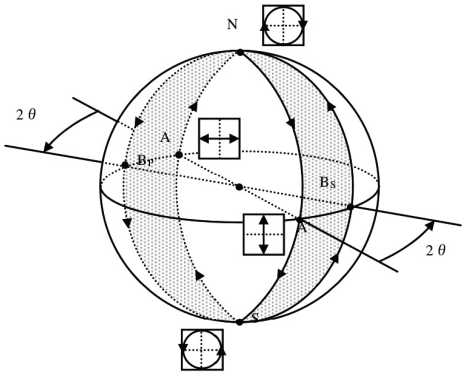


図 7.30: ポアンカレ球上での偏光状態変化のループ

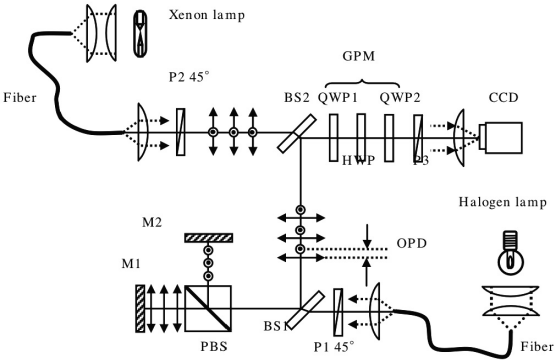


図 7.31: 幾何学的位相変調型ナル干渉実験系

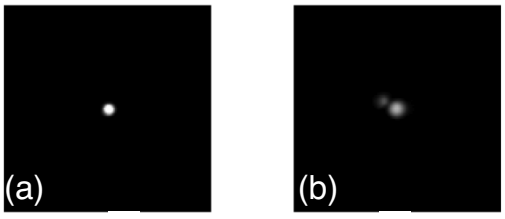


図 7.32: 実験結果

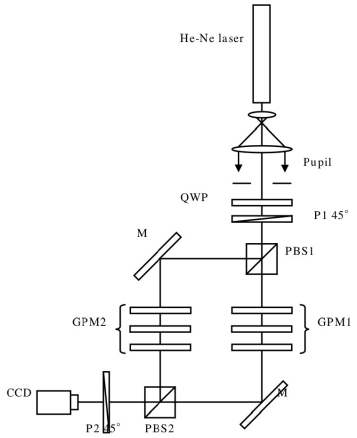


図 7.33: 各アーム毎の幾何学的位相変調実験

相変調器の半波長板を回転させることによって、ナル干渉状態にした結果である。惑星モデル光が検出されている。この実験における消光比は 1.7×10^4 であった。

次に、幾何学的位相であれば天体干渉計の各アーム毎に任意の位相変調が可能であることを実証するために、図 7.33 に示す光学系で実験を行った [23]。ここでは、He-Ne レーザーを恒星モデル光としている。マッハツェンダー干渉計の各アームでの光が 2 つの望遠鏡からの光に対応している。例えば、幾何学的位相変調器 GPM1 で 150°、GPM2 で $-30°$ の位相変調を行うと、2 つのビームで位相差が π となりナル干渉を起こす。このような実験で得られた消光比は 0.8×10^4 であった。

7.19.2 ナル干渉計応用手法への取り組み

高いダイナミックレンジを得る 3 種の方法：

- ナル干渉計 (nulling interferometer)
- 発展的なコロナグラフ (advanced coronagraph)
- 瞳改良法 (modified pupil method)

それぞれ、恒星に近接した非常に暗い惑星を直接検出するための方法で、各面での電場波面の操作法は細分化して表にまとめた。

方法	瞳面[2]	焦点面	リオストップ[3]	中心星光量減衰効果
ナル干渉計	位相反転干渉	—	—	星強度全体
ナリングコロナグラフ	(強度分布操作)	部分位相反転	絞り	強度と PSF[4]分布
バンド制限コロナグラフ	—	強度分布操作	絞り	強度と PSF 分布
瞳形状の改良[5]	強度分布操作	遮蔽円盤	絞り	PSF 分布
瞳透過率分布の改良[5]	強度分布操作	遮蔽円盤	絞り	PSF 分布

表 7.8: 高いダイナミックレンジのための手法の各面での操作

ナル干渉計と瞳改良法の組合せ (オリジナル)

新たな方法として、西川ら ([29] : 図 7.28) は、ナル干渉計と瞳改良法の組合せについて検討した。ナル干渉計により中心星強度を落とし、さらに瞳改良法で PSF の裾野を落とすことで、単独の方法よりダイナミックレンジが取りやすく、PSF コアも小さくなり、惑星検出がし易くなることが示されている。この方法は、波長が短く回折限界像サイズが星と惑星間離隔より十分小さい、可視近赤外線のコロナグラフ望遠鏡の前置光学系として、ナル干渉計を設置する方法である。

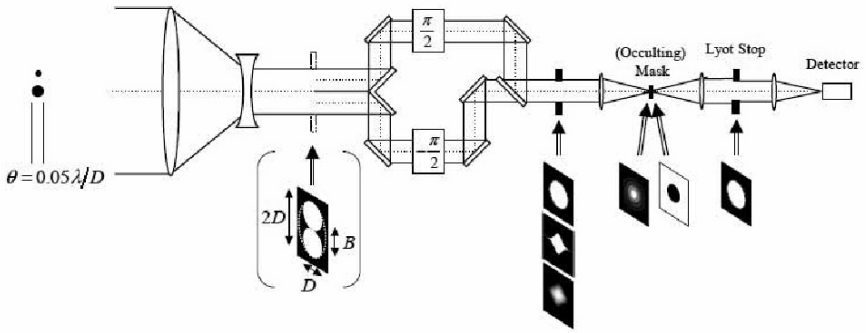


図 7.34: ナル干渉計と瞳改良法の組合せ [29]。単一望遠鏡内に 2 つの開口を確保し、前置ナル干渉光学系により中心星の強度を落とし、さらに、瞳改良法を施した望遠鏡で PSF のハロー成分を落とし、単独の方法より惑星の検出を容易にする。

その他の可能性

1. 西川ら [29] は、その他にも 3 種の方法の未知の組合せにより、さらにダイナミックレンジを得るのに適している方法の可能性があると議論している [24]。

[2]望遠鏡の光の取り入れ口、開口面
[3]再結像された 2 次瞳面
[4]Point Spread Function、星の 1 点から出た光の焦点面での強度分布を現す関数
[5]瞳改良法では、瞳形状の変更と透過率分布の操作 (Apodization) がある。(両方も可)

2. 瞳改良法の Apodization では、Guyon の Phase-Induced Amplitude Apodization 法 [17] が PSF コアのサイズが現時点で最も小さく優れていて、前述のような組合せにも使えるが、それを実現する光学系を製作するのが難しいと言われている。

3. ナル干渉計、コロナグラフ、瞳改良法は、いずれも可視光域で使うには、10^{-10} のコントラストのために $\lambda/1000$ の鏡面精度が必要とされ、各国で実現方法が開発中である。

4. 最近の AO 技術によると、$\lambda/1000$ で鏡をある形状に制御を駆けることにより、中心星の近傍のある領域で、10^{-9} まで回折光を抑制した結果の報告がある [47]。

5. 特にコロナグラフでは、高いダイナミックレンジをどのような範囲でどの手法を使って実現するのが最適かは、今後も多岐にわたる発展の余地がある。選択を迫られる時期になるまでの間、アイデアを出していけば、我々の寄与が可能な箇所である。

7.20 国際協力・年次計画・体制

JTPF は巨大な計画であり、国際協力を視野に入れた計画立案が重要である。地球型系外惑星探査自体は、赤外線干渉計を前提とした NASA/TPF と ESA/Darwin の計画が数年前から詳細検討が始まっていたが、最近ではコロナグラフも含めてインテンシブな検討が進んでいる。JTPF は、これまでは IACG (Inter-Agency Consultative Group for Space Science) を通した協力を進めており、日本側の系外惑星ミッションへの関心の意思は既に示されている。いっぽう、NASA/TPF と ESA/Darwin は R&D phase における相互協力を約束済みである。今後の協力のためには両者との協定書の締結が必要である。

NASA は TPF に関して、当初は赤外線干渉計の検討からスタートしたが、技術的検討を進める上で可視光コロナグラフの選択も視野に入れはじめ、これらのうち、一つを選択することを考えていた。しかし、ごく最近 (2004 年 1 月)、NASA はコロナグラフ (TPF-C) と干渉計 (TPF-I) の両方を追求することを決定した。特に、TPF-C は口径 4m×6m の望遠鏡を 2014 年頃に打ち上げる計画であり、JTPF/HCST 計画との重複が大きい。今後、TPF-C との国際協力を急速に詰める必要が有る。ただし、National Academy of Sciences からは、両方のミッションを進めることへの問題も指摘されている。

国際協力の形態としてはいくつかの解が考えられる。

一つは、ミッションそのものへの参加可能性である。これは、NASA/TPF-C をポストハッブル宇宙望遠鏡ととらえ、光赤外コミュニティーとしての大規模な参加となる。ALMA のように相手機関と対等の参加となるため、数百億円程度のコストが必要になるだろう。

二つは、ミッションの一部への参加である。これは、NASA/TPF-C の限られた部分 (観測装置の一つなど) を請け負うが、主体は相手機関となる。この解は、光赤外コミュニティーの前面参加ではなく、系外惑星科学や本提案書に記述した関連するサイエンス (系外銀河・晩期型星なども当然含む) に興味あるグループが JTPF ワーキンググループとして参加する場合となる。コストとしては数十億円程度と予想される。

三つは、ミッションをサポートするための寄与を行う可能性である。これは、系外惑星直接観測のための地上・スペース観測を TPF チームと協力して行うものである。コストの寄与はミッション全体の予算から見ると小さいため、例えば、望遠鏡時間を確保すること等は難しくなる。第 2 の地球の発見という一つの目的のために出来うる寄与をする、という立場である。

どのような形態で協力を進めるか、今後の議論をもとに、WG としての合意を目指す。

JTPF/HCST を独立したミッションとする場合、現時点でのおおまかな年次計画としては、2003 – 2005 年は概念設計、2006 – 2008 年は基本設計及び基礎開発にあてる。この時点までに TPF/Darwin との国際協力の形態を決定する必要がある。その後、2009 – 2015 は最終設計及び製作、2015 年に打上げ、2015 – 2025 年に運用、というイメージとなる。赤外線干渉計のアーキテクチャーの場合は 2020 年以降の打上げとなるだろう。

JTPF の検討母体としては、宇宙科学研究本部理学委員会の承認を得た JTPF ワーキンググループと国立天文台のワーキンググループ (任意) である。JTPF ワーキンググループのメンバーは以下のとおりである。また、今後とも多くの方の参加を歓迎する。

芝井広 (名大；発起人、代表)	
松本敏雄 (宇宙研；発起人)	
田村元秀 (天文台；発起人)	
★国立天文台	：青木和光、ABE Lyu、有本信雄、大石奈緒子、海部宣男、GUYON Olivier、郷田直輝、小久保英一郎、関口朋彦、中島紀、中島康、西川淳、林正彦、観山正見、森野潤一、山田亨、吉田二美、和田桂一
★宇宙航空研究開発機構	：石黒正晃、塩谷圭吾、奥村真一郎、片坐宏一、北村良実、中川貴雄、中村良介、長谷川直、松原英雄、村上浩、村田泰宏、矢野創、吉川真、和田武彦
★北海道大学	：馬場直志、山本哲生
★新潟大学	：西亮一
★茨城大学	：岡本美子
★東京大学	：阿部豊、上野宗孝、太田泰弘、尾中敬、小谷隆行、佐々木晶、須藤靖、関根康人、土井靖生、林祥介、深川美里、牧島一夫、柳田健之
★東京工業大学	：井田茂、田中秀和
★理化学研究所	：海老塚昇
★明治学院大学	：高橋順子
★横浜国立大学	：小林憲正
★名古屋大学	：春日敏測、栗田光樹夫、佐藤修二、長嶋千恵、渡辺誠一郎
★神戸大学	：相川祐理、伊藤洋一、大朝由美子、佐藤文衛、田口優介
★ ICS, UK	：高木俊賜

7.21 系外惑星科学のロードマップ (まとめにかえて)

日本における系外惑星観測にはロードマップが必要である。2000 年より稼動し始めたすばる望遠鏡は若い系外惑星および原始惑星系円盤の直接観測を狙い、2005 年打上げ予定の ASTRO-F は系外黄道光と褐色矮星の観測において重要な寄与をもたらすだろう。2010 年打上げ予定の SPICA により、主星から離れた系外惑星の撮像・分光が可能になるだろう。そして、より一般的な惑星の観測は、TPF-I & Darwin の狙う赤外線干渉計あるいは JTPF/HCST 及び TPF-C の狙う可視光コロナグラフでようやく実現可能となる。

図 7.35: 太陽系外惑星科学のロードマップ案。

系外惑星探査は天文学だけではなく惑星科学・地球科学・生物学・工学などの諸分野の興味をとらえる研究テーマだろう。今後もより多くの人々の参加・協力を得て検討を進めたい。

本提案書の執筆者・編集者は以下のとおりである： 田村元秀、長嶋千恵、山田亨、海老塚昇、上野宗孝、中川貴雄、村上浩、西川淳、芝井広、馬場直志、中島康。

参考文献

[1] Allen et al. 1992

[2] Baba, N. et al. 2001, Opt. Lett. 26, 1167

[3] Benedict et al. 2002, 581, L155

[4] Bond, I. A. et al. 2004, ApJ, 606, L155

[5] Bouchy et al. 2004, A&A, 421, L13

[6] Bracewell, R. 1978, Nature, 274, 780

[7] Brown, B. A. et al. 2002, preprint

[8] Charbonneau, D. et al. 2000, ApJ, 529, L45

[9] Charbonneau, D. et al. 2002, ApJ, 568, 377

[10] Ebbets, D. et al. 2003, Proc. SPIE, 4860, 120

[11] Ebizuka, N. et al. 2003, Proc. SPIE, 4842, 329

[12] Ebizuka, N. et al. 2004, Proc. SPIE, 5487, in press.

[13] Feldt, M. et al. 2003, Proc. SPIE, 4860, 149

[14] Ford, E. B. et al. 2001, Nature, 412, 885

[15] Fukagawa, M. et al. 2004, ApJ, 605, L53

[16] Gray, D. 1997, Nature, 385, 795

[17] Guyon, O. 2003, A&A, 404, 379

[18] Hough, J. H. et al. 2003, Proc. of the SPIE, 4843, 517

[19] Kasting, J. F. et al. 1993, Icarus, 101, 108

[20] Konacki, M. et al. 2003, Nature, 421, 507

[21] Lyot, B. 1939, MNRAS, 99, 580

[22] Mayor, M., Queloz, D. 1995, 373, 355

[23] Murakami, N. et al. 2004, Opt. Commun., 237, 9

[24] Murakami, Nishikawa, Baba, in preparation.

[25] Nagashima, C., Nariai, K. et al. in preparation.

[26] Nakagawa, T. et al. 2000, ISAS Report SP-14, 189

[27] Nakajima, T. et al. 1995, Nature, 378, 463

[28] Nisenson, P., Papaliolios, C. 2001, ApJ, 548, L201

[29] Nishikawa, J. et al. 2005, A&A, in press.

[30] Ohmori, H. 1992, International Journal of Jpn. Soc. Prec. Eng. 26, 273

[31] Rouan, D. et al. 2003, Proc. SPIE, 4860, 192

[32] Rieke et al. 2004, in preparation.

[33] Sato, B. et al. 2004, ApJ, 597, L157

[34] Schneider, J. et al. 1999, ApJ, 513, L127

[35] Seager, S., Whitney, B. A., Sasselov, D. D. 2000, ApJ, 540, 504

[36] Serabyn, E. et al. 1999, Appl. Opt., 38, 7128

[37] Sivaramakrishnan, A. et al. 2001, ApJ, 552, 397

[38] Smith, B., Terrile, R. 1984, Science, 226, 1421

[39] Spergel, D. A. 2002, astro-ph/01011142

[40] Stapelfeldt et al. 2004

[41] Tamura, M. 2000, ISAS Report SP-14, 1

[42] Tamura, M. et al. 2000, SPIE, 4008, 1153

[43] Tamura, M. et al. 2002, 第 3 回宇宙科学シンポジウム集録

[44] Tamura, M. et al. 2003, 第 4 回宇宙科学シンポジウム集録

[45] Traub, W. A., Jucks, K. W. 2002, AGU Geophysical Monograph, 130, 369

[46] Trauger, K. et al. 2002, Proc. SPIE, 4854, 1

[47] Trauger, K. et al. 2004, Proc. SPIE, 5487, 1330

[48] van de Kamp, P. 1969, AJ, 74, 238

[49] Vidal-Madjar, A. et al. 2003, Nature, 422, 143

[50] Wolszczan, A, Frail, D. A. 1992, Nature, 355, 145

[51] http://www.rssd.esa.int/SA-general/Projects/NGST/WH/ESA_paytel.pdf ; NGST Payload Study, General Technology Considerations

[52] http://www.toshiba.co.jp/tech/review/2003/05/58_05pdf/f05.pdf ; 須山章子・伊藤義康・香山晃、加藤雄大 、“ 高強度反応焼結炭化ケイ素セラミックスの開発 ”、東芝 FC report 18, No. 3, 62-64, 2003

[53] http://www.hia-iha.nrc-cnrc.gc.ca/VLOT/Reports/XLT-SiC.pdf ; Primary Mirror Substrate Materials for the XLT Telescope: A comparison of various options including Silicon Carbide, National Research Council, Herzberg Institute of Astrophysics, 1 August, 2001

[54] http://www.goodfellow.com/csp/active/static/A/C_41.HTML ; Material Information Carbon-Carbon Composite

[55] http://www.taiheiyo-cement.co.jp/rd/rd/5crmelc/502.html ; ゼロ膨張高剛性セラミックス (ZPF)

第8章　全体計画の推進について

8.1　地上とスペース

光赤外天文学の将来を考えるとき、「地上か、スペース (宇宙望遠鏡) か」、という問いかけ自体を前提とするのはナンセンスではある。当然ながら、手段とは、本来の目的に見合ったものとして考えられるべきであるからである。

ただし、この問題を具体的に考えてゆくことで、どのような問題にどちらの手段がより有効か、という点について考察を加えることができる。また、実際に将来計画を実現してゆく上で、具体的な人的資源の配分、遂行能力、そしてさらに未来への計画的な発展を視野に入れて考えてゆく上では、いずれ、避けては通れない設問にもなるのではないだろうか。短期的に見れば、宇宙望遠鏡の実現には莫大なコストと、その規模に見合った十分な開発・運用能力が必要で、一朝一夕に実現出来るものではない。が、一朝一夕にできるものでないからこそ、将来を見つめた段階的な取り組みを始める必要もあるだろう。

今回の将来計画の検討では、目的を特化したものを除く汎用望遠鏡のたたき台としては、地上 30m 大型望遠鏡と、中口径 (3.5m) 宇宙望遠鏡が考えられている。本稿では、主としてこれらのケースを例として、空間分解能、視野、波長分解能、そして感度について、その得失をまとめて議論する。まず、波長 $0.3-5\mu$m の可視・近赤外線波長域について、地上望遠鏡とスペース望遠鏡との比較を行なう。続いて、SPICA が観測対象としている $\lambda > 5\mu$m の中間・遠赤外線波長域について、同様の議論を行なう。ここでは、JASMINE に代表されるような目的・あるいは特徴を絞ったタイプの課題は省略する。

他にも、例えば地上大型の場合には、巨大で複雑な観測装置を取り付け常時メンテナンスできるが、宇宙望遠鏡の場合は装置のサイズ・重量・構造により制限が大きく、また一般的に寿命も短い、などの得失があることにも留意すべきである。ここで述べるのは、天文学目的のための基本的な性能という意味での比較である

8.1.1　空間分解能

今後 $20-30$ 年の光赤外天文学の観測的研究に、高空間分解能は必須の要求事項である。高赤方偏移では銀河の探査が進み、単に銀河を検出し、その統計的性質を求めることから、より詳細な性質、銀河の形成・進化の過程を調べることが必要となる。また、一般に高赤方偏移天体は、近傍銀河などと比べてもコンパクトなものが多く、初期宇宙天体の探査にも高解像度のメリットは大きい。遠方超新星探査や、高赤方偏移クェーサー・γ 線バーストを背景光とする銀河間ガスの研究など、点源の検出・分光には、高解像度は、より本質的に重要である。また、近傍銀河についても、個々の星をできるだけ分解して、その色・光度・スペクトル分布を求めることが重要な課題となるだろう。系外惑星の直接検出にも、高ダイナミックレンジに加え、高空間分解能は本質的役割を果たす。

この点で、スペース中口径望遠鏡は、安定した高解像度を補償する点で、大変有用である。広視野に渡る点源・コンパクトな天体の探査、広視野において多数の天体を同時に解像して研究する場合、などに威力を発揮する。

一方、地上大口径望遠鏡は、補償光学により、回折限界に近い像を達成した場合には、高い空間分解能を得ることができる。小スケール ($<0''.1$) で強い構造を持った天体を解像して撮像・分光する場合や、とくに、点源 (に近い天体) の検出に優れている。また、高 S/N で高分散分光を行う場合などにも大きなアドバンテージがある。また、中間赤外線波長帯では、$3-4$m の宇宙望遠鏡では回折限界による制限が大きいが、地上 30m

級望遠鏡の場合には、このような長波長帯でも非常に高い解像度を得ることができる。ただし、望遠鏡製作技術にも増して今後の補償光学技術の発展が重要になること、天候に対する安定性、可視光など短波長側での動作などの不利な点にも留意するべきである。

8.1.2　視野

すばる望遠鏡主焦点カメラの活躍が証明するように、大望遠鏡の集光力と広視野撮像の組み合わせは、高赤方偏移の銀河など希少で暗い天体の探査や、超新星探査に代表される暗く希少な点源の探査、銀河の形態を環境によって調べる研究、重力レンズによる質量マッピング、そして近傍銀河を星に分解して行う測光観測などに非常に大きな威力を発揮することが、現在ではよく理解されている。

宇宙望遠鏡の場合、数十分角の広視野を確保することは現在の技術でそれほど難しくはないだろう。安定した高解像度と、広視野を同時に満たすことができるメリットは非常に大きい。現在の技術でも、100 − 200 平方分角程度の可視・近赤外線カメラは実現可能であると考えられる。この広視野＋高解像度で、より高精度のアストロメトリも達成出来るだろう。

地上の大口径望遠鏡の場合には、視野の確保は補償光学技術、とくに MCAO と呼ばれる複数の光源を用いて大気ゆらぎの三次元分布を立体的に把握し補償する技術や、広視野の中で局所的に複数の天体の周辺だけで高解像度を達成する技術などの発達に大きく依存している。一般的には、地上 30m 級望遠鏡＋補償光学の組み合わせで得られる視野は、典型的には数秒 −10 数秒角、MCAO などが理想に近い形で働く場合には長波長では数分角の視野を確保することができる可能性がある。

8.1.3　波長域

観測波長域については、以下の感度の節でより具体的に述べるが、宇宙望遠鏡は、低熱背景雑音の環境が得られ、また、大気吸収の影響も無いので、波長 1 μm より長い近赤外線で大きなゲインがある。

地上大型望遠鏡も補償光学は長波長でより有効であると考えられるので、点源について非常に大きな感度を達成出来るのは近赤外波長域である。ただし、0.1 秒角を超えて広がった天体の場合には、背景光の影響が無視出来なくなり、高感度は達成出来ない。中間赤外線帯では、高解像度のみを活かした比較的明るい天体の観測が主体となるだろう。

宇宙望遠鏡のデメリットのひとつには、フィルタなどのフレキシビリティが制限されてしまうことがあるだろう。すばる望遠鏡で行われているような、多数の狭帯域・中帯域フィルタを運用することは一般に難しい。チュナーブルフィルターなどの開発が重要である。

8.1.4　波長分解能

高分散分光観測の場合には、地上大望遠鏡の集光力が大きな威力を発揮する。特に、背景光雑音も少ない可視波長域では、中口径宇宙望遠鏡に比べて、100 倍以上の感度を達成することができるだろう。また、補償光学により点源に対して回折限界に近い像が得られるような場合には、宇宙望遠鏡よりも大きな性能を発揮するだろう。

宇宙望遠鏡は、広視野にわたって安定した高解像度を得られるので、スリットレス分光により、コンパクトな比較的明るい天体を一度に多数低分散分光を行う、などの場合には大きなゲインがある。

8.1.5　感度

以下の図には、撮像、分光それぞれの場合について、すばる望遠鏡、JELT などの 30m 級地上大型望遠鏡、それに近赤外線のみで補償光学を取り付けた場合、そして JTPF などの 3.5m 中口径宇宙望遠鏡の感度を比較したものを挙げておく。

観測装置を含めた効率はすべて等しく 20%、読み出しノイズもすべて等しく $5e^-$ としている。1 時間の積分で $S/N = 10$ となる場合を考えているが、積分は full well を考慮して複数回の読み出しを考えている。点源に対する感度は、それぞれの望遠鏡・波長帯での回折限界を考慮し、その 2 倍の直径を持つアパーチャを使用した。ただし、すばるの場合は、大気の影響を受けると言うことで、FWHM=0.″5 (可視) および 0.″4 (近赤外) とし、 $2 \times$ FWHM を直径としている。ピクセルスケールは、可視、近赤外でそれぞれ統一し、ほぼ中間

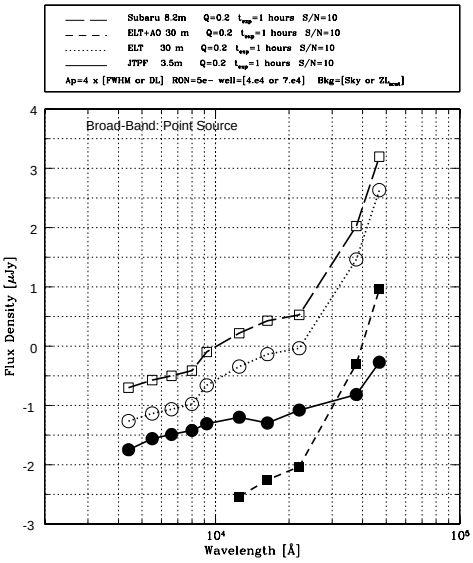


図 8.1: 広帯域フィルタを用いた撮像観測における点源についての感度の比較。すばるに相当する 8.2m 望遠鏡、30m 級地上大型望遠鏡、それに補償光学 (近赤外線) を取り付けた場合、そして JTPF を想定した 3.5m 宇宙望遠鏡を考えている。

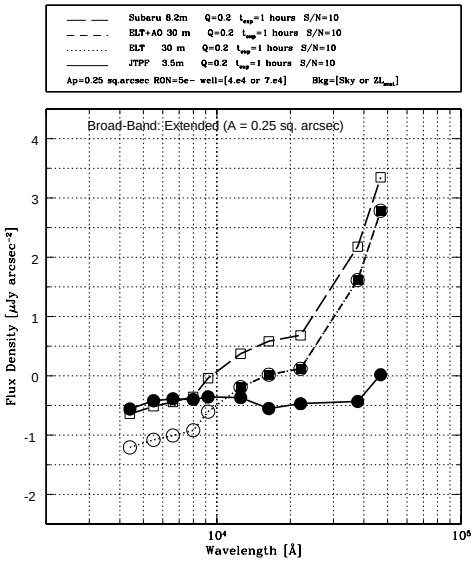


図 8.2: 図 8.1 に同じだが、広がった天体に対するもので、縦軸は 1 秒角あたりの表面輝度で表している。測光アパーチャは 0.25 平方秒角で、1 時間積分・ $S/N = 10$ となる値。

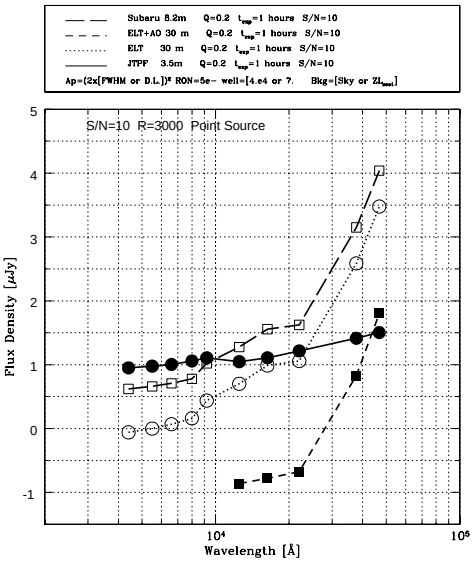


図 8.3: 図 8.1 に同じだが、$R = 3000$ の分光観測において、点源に対するもの。アパーチャは 回折限界の 2 倍程度のスリットを想定し、同じ空間方向のサイズを考えている。1 時間積分・ $S/N = 10$ となる値。

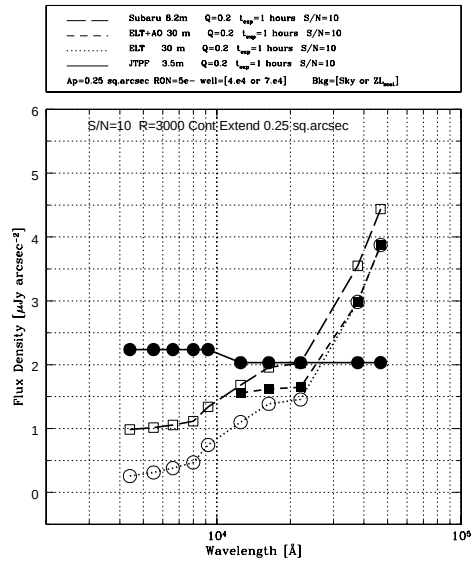


図 8.4: 図 8.1 に同じだが、$R = 3000$ の分光観測において、広がった天体に対するもの。アパーチャは 回折限界の 0.4 秒角のスリットを想定し、同じ空間方向のサイズを考えている。1 時間積分・ $S/N = 10$ となる値。縦軸は 1 秒角あたりの表面輝度に直した値。

	地上 30m 級望遠鏡＋補償光学	3.5m 級宇宙望遠鏡
空間分解能 $(1-5\mu\mathrm{m})$	$0''.002-0''.1$	$0''.05-0''.2$
視野	$0.1-5$ 平方分角	~ 200 平方分角
波長域	AO によるが主に近赤外	可視 $\sim$ 中間赤外
波長分解能	高分散分光で威力	赤外低分散分光で威力
可視広視野撮像	×	○
可視高解像度撮像	(AO 次第)	○
近赤外広視野撮像	×	◎
近赤外高解像度撮像	◎	○
可視高分散分光	○	×
可視低分散分光	○	×
近赤外高分散分光	◎	×
近赤外低分散分光	△	○

表 8.1: 地上大望遠鏡と中口径宇宙望遠鏡の比較

的な波長で適切にサンプリングすることを考えた現実的なものに近い値を用いている。背景光ノイズは、地上はマウナケアの場合、宇宙は HST の観測で求められている黄道光 (散乱光) の値を用いている。

すでにおおよその位置が知られている天体の分光観測、とくに可視波長域の観測と、点源分光観測では地上望遠鏡がアドバンテージを持ち、天体の探査や広視野のパノラミックな研究、そして波長 $2-5\mu$m 帯での撮像・低分散 ($R<1000$) 分光観測では、宇宙望遠鏡がアドバンテージを持っている。明らかに、両者は相補的である。例えば、初期宇宙の天体の探査には、ある程度大きな視野を持った宇宙望遠鏡が必須だが、そのような天体の波長 2μm 以下での精度の良い測光、分光観測は地上大型望遠鏡が必要である。

以下は、あくまで現在の知見に照らした場合の、両者の得意とする研究課題の比較である。無論、個々に挙げた以外の例が数多くあるだろう。

中口径宇宙望遠鏡に適した研究課題 高赤方偏移、初期宇宙 ($z=5-20$) の広視野銀河探査、中間的赤方偏移の銀河の静止系可視での撮像、遠方超新星の探査、重力レンズマッピング、分光観測、近傍銀河の星種族の撮像的研究、中間赤外線波長帯での研究など

地上大望遠鏡に適した研究課題 初期天体候補の撮像的研究、近傍の星から遠方の銀河、クェーサー、ガンマ線バーストまで、点源に近い天体の高分散分光、遠方銀河を解像して行う可視〜近赤外短波長 (2μm まで) での分光観測など

8.1.6　中間・遠赤外線領域における比較

前節までは、波長 $0.3-5\mu$m の可視・近赤外線波長域について、地上望遠鏡とスペース望遠鏡との比較を行なって来た。この節では、より長波長 ($\lambda>5\mu$m) の中間・遠赤外線領域において、地上望遠鏡とスペース望遠鏡との比較を行なう。この波長域では、スペース望遠鏡が圧倒的に有利となる。

地球大気の影響

天文学研究の多くの分野において、波長 $5-1000\mu$m の中間・遠赤外線領域における天体観測は、いまや欠かすことのできない重要な研究手段である。しかしながら、技術的には、地上からの観測が困難 (波長によっ

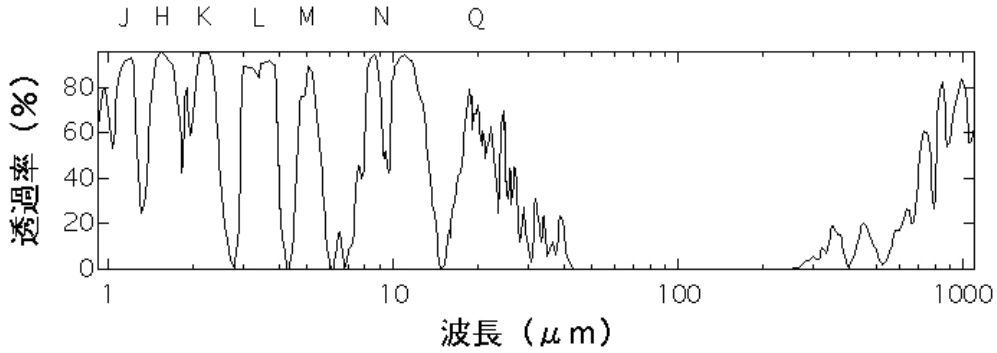


図 8.5: 地球大気の透過率。マウナケア山頂を想定。

ては不可能) であるという大きな問題をもっている。

この波長域においても、特定の波長では、地上からでも赤外線観測は可能である。

図 8.5 に、地球大気の透過率を示す。中間赤外線領域では、ところどころ透過率の良い大気の「窓」があり、これらの「窓」を通してならば、地上からでも観測を行うことができる。

しかしながら、「窓」のあいている波長は限られている。特に、低温天体の観測に欠かすことのできない波長 100 μm 前後の遠赤外線領域は、地上からでは全く観測することができない。

さらに、「窓」があいている波長域でも、透過率は 100 % ではなく、大気による吸収・放射がある。特に、放射の影響は深刻である。図 8.6 に示すように、その強度は、天体からの信号よりも数桁ほど強い。そのため、大気の放射があると、そのゆらぎにより、感度は著しく劣化する。

このように、中間・遠赤外線領域では、地上からの観測は、以下の欠点をもつ。

1. そもそも観測不可能な波長が多い
2. 観測が可能な波長でも高感度の観測は不可能である

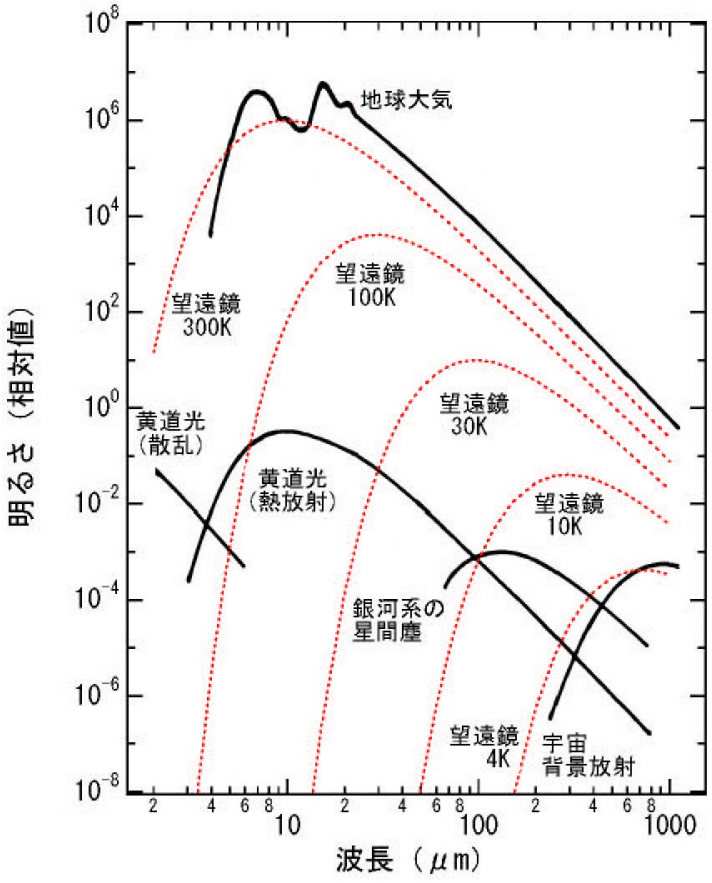


図 8.6: 地球大気の放射 (実線) および望遠鏡からの放射 (点線) を温度の関数として示す。あわせて天体からの拡散成分強度を示す (実線)。高感度観測のためには、前者の 2 種類の放射成分が、天体からの拡散成分を下回ることが望ましい。

したがって、地上からの中間・遠赤外線観測には制約が多く、波長域全域にわたる高感度の観測のためには、地球大気の影響のないスペースからの観測が必須となる。視野の広さ、波長分解能などのパラメータによらず、常にスペースからの観測が、この波長域では圧倒的に有利である。

冷却望遠鏡の必要性

図 8.6 は、もう一つ重要なことを示している。それは、望遠鏡自身が強大な「余分な赤外線」の源になりえるということである。もし望遠鏡が常温にあるとすると、この「余分な赤外線」は、検出したい天体からの信号よりも何桁も強い放射となってしまう。

「余分な赤外線」放射である「望遠鏡からの放射」を減らすためには、望遠鏡を冷却してしまうことが最も効果的である。ただし、中途半端な冷却では効果が低く、 観測している波長が、黒体放射のウィーン領域に来るまで望遠鏡を冷却して、はじめて、ノイズ低減の効果が大きくなる。そのため、ど のような温度まで冷却するかは、観測波長によって大きく異なる。たとえば波長数 μ m の近赤外線領域では、液体窒素 (1 気圧での沸点が 77 K) による冷却でも効果が絶大であるが、100μm 近辺で高感度の観測を行おうとすれ ば、液体ヘリウム (1 気圧での沸点が 4.2 K) による冷却が必須となる。

望遠鏡を含む観測系全体を冷却することは、大気中では非常に困難である。何らかの窓がなければ、大気が凍りついてしまうし、窓を使えば、それがまた「余分な赤外線」を放射することになる。

一方、スペースに出れば、観測系全体を冷却することは、原理的には容易になる。真空断熱を行うことも容易であるし、窓も不要であるからである。この観点からも、 中間・遠赤外線観測は、スペースから行うことが強く望まれるのである。

8.2　光赤外コミュニティのパワー

日本の光赤外天文学分野の歩みについては第 2 章にまとめられている。天文学全体の研究者人口と研究開発経費は過去 20 年間で明らかに増加してきた。天文学・宇宙物理学界の中での光赤外天文学コミュニティのパワーが大きく成長してきたことは、例えば図 8.7 に示した光赤外天文学研究者に交付された文部科学省科学研究費補助金の年間総額の推移を見ても明らかであろう。

光赤外天文学研究者人口の増加に関する具体的数値資料などが整備できていないので、詳細な分析は現時点ではできないが、A.4 章に掲載した「採択された研究課題の一覧」を見ると、観測的研究に加えて技術開発や装置・望遠鏡製作などの課題も多く、この四半世紀で日本の光赤外線天文学コミュニティがユーザーの世界から、世界最先端の装置を作り、それを駆使して観測的天文学を行う集団に成長してきたことが伺われよう。

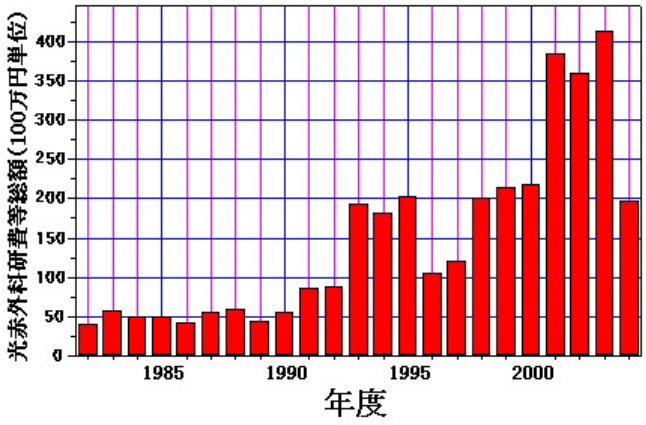


図 8.7: 光赤外天文学関係者に交付された科学研究費補助金等の年間総額の推移 (1981-2004 年度)。詳細は A.4 章にまとめてある。

この流れをすばる望遠鏡の建設とその様々な観測装置の開発製作のプロジェクトやスペース赤外ミッションが大きく前進させたことは疑いの余地がない。このような開発実績を積んだ若手が次世代の観測装置や望遠鏡を構想し、製作する中核となることは間違いなく、これらの若手が主要大学の天文学教室や物理学教室に新しい芽を膨らませるグループを形成しつつあることは、大変心強い。

今後の国際的共同事業を推進する上では、技術的要素だけでなく広い国際的な視野を備え、国際的に渡り合える活力を有する複数の若手の出現が鍵であるが、実際そのような実力と意欲を備えた若手が多数輩出している。

さらに、将来計画で言えば、2004 年に法人化を迎えた国立大学でも、中規模の計画の提案が行われている。

例えば東京大学では京都大学の協力を得て、チリ共和国アタカマ高地に 6.5m 望遠鏡の赤外線に特化した望遠鏡を建設しようと提案している。設置予定サイトであるチリ・アタカマのサイトは高度 5600m を越え、大気が観測の妨げとなりやすい赤外線観測においては現段階で地上最高の場所と言える。また高い空間分解能と赤外線観測性能を両立させるため、能動光学副鏡を装備するなどの工夫を行う。これにより未開拓であった波長帯や対象を開拓していく萌芽的研究や、大規模なサーベイ観測を行って人類の知的財産の一角を担う成果を出すことをめざしている。具体的には、例えば超新星や活動銀河核・クエーサーの近赤外線分光観測を大規模に行い、宇宙背景放射や超新星観測で存在が指摘されているダークエネルギーの問題に迫る。近赤外線領域では、深く広い撮像サーベイ観測を行い、様々な天体の基本的なデータベースを構築でき、中でも遠方の銀河の進化しつつある姿を静止系での可視光領域で統計的に明らかにしていくことができる。中間赤外線領域では現状のスペース赤外線望遠鏡では実現できない高い空間分解能や集光力を活かし、原始惑星系残像円盤の姿を明らかにしたり星周構造を分光学的に調べる。東京大学、京都大学だけではなく、日本全国の研究者と共同研究を行うことにより、多くの様々な新しいアイデアを生かす形にしようという計画である。

一方、天文学の進展を図るに必要な車輪の両輪である技術開発研究の展開や機動性を活かすような観測研究課題にあって、特に技術開発研究については、国内産業との密接な係わりという意味でも国内に比較的大型の実験望遠鏡が必要である。この目的のために、技術的側面の研究開発に重点をおいた 3m 級の望遠鏡を国内に設置する計画も提案されている。建設にあたっては、京都大学を中心に、国立天文台岡山天体物理観測所、名古屋大学の関連研究グループが共同で推進する。この望遠鏡では、6.5m 望遠鏡やすばる望遠鏡、そしてさらに将来の次世代望遠鏡や衛星望遠鏡を想定し、またこれらに装着する観測装置の開発にむけての新しい技術開発・研究を行う。とりわけ現段階で目玉となっている研究課題は、研削による鏡面製作、分割鏡の新方式制御で、共にユニークで世界の最先端を目指す。むろん、国内にある大学望遠鏡という意味で、機動性を活かした科学的研究課題の展開にも活躍が期待される。科学的研究課題としては、突発天体の即時観測、高速測光や高エネルギー分野との同時観測によるコンパクト天体の物理の解明、超高分散分光による星間物質研究の新局面の開拓等をめざしている。

長期展望との関係で言えば、3m 級望遠鏡は 30m 級望遠鏡の建設に直接関係した開発や試験研究を進める上でたいへん重要であり、また 6.5m 望遠鏡は望遠鏡や観測装置の開発・製作等を通じて 30m 級望遠鏡との共通要素も多いほか、中間赤外線領域などにおける装置開発・技術開発を中心に SPICA へむけた共通の開発要素がある。

その他 2.2.7 節にも一部あげたように、大学からも中小規模の計画が提案され、あるいは実施されつつあり、これら大学の計画が様々な規模で推進されることにより、新たに入ってくる若手研究者の卵を含め、研究の裾野が広がり、若手が育成され、大型計画への人材供給などにおいてたいへん重要な役割を果たすことが期待される。

8.3 国際協力の在り方

8.3.1 光赤外分野のマスタープランについて

地上計画とスペース計画は予算の窓口が異なるとはいうものの、次世代計画総額が大きくなることを考えると地上とスペースの両方を見渡した全体構想を提示できるのが望ましい。このことはＯＥＣＤのグローバルサイエンスフォーラムＧＳＦでも勧告されたことである。光赤外線コミュニティの地上計画とスペース計画に関するロードマップ、さらには電波・X線コミュニティや広義の宇宙物理学界全体としてのロードマップを形成し、オーソライズしてゆく筋道を再構築することが急務であり、その具体案提示することは学術サイドに課せられた大きく重要課題である。

2004 年 8 月の時点で具体的な検討が進んでいるプロジェクトについて、その希望的予算規模・年次計画を持ち寄ってみた。予算見積額の精度は検討レベルによりまちまちであることと、建設開始年度・建設所用期間も希望的スケジュールであるので、本報告書にはこの表は掲載しないが、経験上実際には希望的スケジュールよりは遅く始まり、長くかかり、コストもより高くなるものとなると見るのが安全であろう。

地上計画はライバル望遠鏡も複数存在する中で、すばる望遠鏡の特徴を活かした効率的な運用を目指し、運用経費の一部を次世代のために投資できるように工夫することが肝要である。この観点は既に ALMA 計画の推進のため実施されているが、ALMA 計画を推進中で確実に次世代の光赤外地上計画やスペースミッションへの道を拓いてゆくことが極めて重要であろう。次世代の計画は日本単独ミッションの可能性も模索しながら、その一方で国際協力での推進を積極的に考えるべきであろう。パートナーの同定、役割分担、など集中的な検討をここ数年で進めることが肝要である。

本書でとりあげたスペース三計画はいづれも、重要な計画であるが、スペースミッションの推進を予算的に実現可能なものにするためには、その規模・年次計画についてさらに詳細な検討を進め順次実行する形にするか国際協力を推進することが必要であろう。また、推進母体となる宇宙科学研究開発機構と国立天文台や諸大学との連携協力のあり方をより推進に適したものに見直してゆく作業も重要である。

8.3.2　日本の (可視赤外) 観測天文学の全体年次計画について

「すばる望遠鏡と ASTRO-F 衛星以降の日本の可視光赤外線大プロジェクトはどうあるべきか? 」そもそもこの問いが、この将来計画検討の出発点であったと言って良いだろう。両者は、過去約 20 年の光赤外コミュニティーの努力の結晶であり、日本の可視光赤外線観測設備が文字通り世界に比肩することを達成した記念すべきマイルストーンである。それだけに、求められるサイエンスリターンも多大であり、コミュニティーとしては現在から今後数年にかけて、全力を挙げてその活用と保守に時間を割くことを求められている。だが、巨大サイエンスの継続を望むならば、その時間サイクルの長さから考えて、既に 10 – 20 年後のプロジェクトを策定しなければならない時期にあることは間違い無く、地上・スペースとも、世界的には既にこのような検討が開始されて数年が経過している。欧米に比べて依然マンパワーや予算で劣る日本のコミュニティーで将来計画の議論が遅れたことは、このような状況にあっては仕方が無いことであろう。

しかしながら、これらの設備を開発・活用していく上で得られた経験を、次期プロジェクトに活かしたいという要望やより高レベルのサイエンスへの要求が、日本の経済状況や組織の改変の中で芽生えた危機感にも後押しされ、今回のようなまとまった将来計画案の策定に結びついた。

コミュニティーの中での将来計画の議論においては、地上・スペースのどちらを選択するかという論争もあった (8.1 節参照) が、現段階では、当面どちらも追求したいという結論にのっとり、地上で 1 つ (JELT)、スペースで 3 つ (SPICA/JASMINE/JTPF) の大プロジェクトが提案されている。各プロジェクトの総予算は、小さいものでも約 200 億、大きなものは約 1000 億円の巨大プロジェクトである。

本計画書はこれらの計画に優劣をつけるものではない。また、それぞれの計画とも、いわば Phase A あるいはそれ以前の段階にあり、この時点で決断すべきものでもない。しかしながら、タイムラインが重なっているものについては、複数の計画が走ることは、予算的にも難しいことは指摘されるべきである。

これらの計画のおおもとは、我々がサイエンスを進めてゆく上で必要不可欠な望遠鏡としての要求から出発している。コミュニティーが今後 10 – 20 年のタイムスケールで、どのようなサイエンスに取り組みたいのかを明確に打ち出せれば、自然と解は見えてくるはずであった。ひとつの解にまとまらなくとも、いくつかの解を包含する汎用望遠鏡が提案できればよい。しかしながら、この提案書に記述された様々なサイエンスから自明なように、汎用望遠鏡だけでは全ての重要なサイエンスを進められないことも事実である。また、地上・スペース共それぞれの長短を考慮した設計となるため、そもそも真の汎用望遠鏡の実現は有り得ないと考えるべきであろう。

これらの問題をどのように解決すべきであろうか? 一つの鍵は国際協力である。予算とマンパワーの問題に対しては、適切な海外パートナーを探し、障壁を下げるのがベストであろう。特に、全てのサイエンス要求を満たす装置が存在しない状況では、これが最適と思われる。提案されている全てのプロジェクトに対し、たとえば国際協力による予算削減を目指してもらえれば、全プロジェクトの実現性は大きくなる。

プロジェクトを並立させるならば、個々のプロジェクトレベルにおいても決められたパイを削り分けるだけでなく、予算を増やす努力も必要であろう。地上・スペースとも、最近、組織・体制が大きく変化したため、

それに対応するのがたいへんな時期であるが、本来はそれを機に新たな展開を目指せる可能性もある。光赤外分野は、他の波長ほど他の科学分野との交流が進んでいないように見えるが、今後はそのための積極的働きかけも必要になるだろう。予算枠を開拓するという意味では、企業や一般の人々の理解を得ることによって、競争的経費以外でプロジェクトを進めるという解を、真剣に模索するべき時期に来ているのかもしれない。

別の解としては、あれもこれも日本主体で進めるというスタンスを諦め、日本が主導的に進める事が意味の有るプロジェクトに絞ってしまう手もある。その場合、そのプロジェクト実現の要 (おそらく技術) を日本が持っているかいないかが判断基準になるのではないだろうか。提案されているプロジェクトは全て複雑な技術の組み合わせであることは間違いないが、個々のプロジェクトにおいて真の技術基盤を明確にする必要があるだろう。ただし、この解を選択する場合でも、選ばれたプロジェクトでは実現できないサイエンスを切るのではなく、ある程度の予算を持って海外計画に (主導的ではないが) 参加する状況を作ることが必要であろう。

巨大プロジェクトは本当に我々の解なのだろうか? 巨大プロジェクトへの要望が高いことはこれまでのコミュニティーにおける議論からも事実であると言えるが、今後、小規模のプロジェクトと並行して、どのようにそれらを推進すべきか、この点も実はコミュニティーレベルでは議論し尽くされていない。特に、現在は、すばる望遠鏡や ASTRO-F という巨大プロジェクトでまだ忙しいというタイミングで、かつ、それらを支える大学基盤施設の強化という点が注目されていることもあり、次期計画検討のためのマンパワーが分散されている。次期巨大プロジェクトの選択は、今後の我々の天文学の進め方を決めるものでもあり、本提案書をきっかけに、よりいっそうの議論が進むことを期待する。その中で、有望な次期プロジェクトが浮上してくることが望ましいと考える。

8.3.3 地上望遠鏡における国際協力の動き

すばる望遠鏡などを軸に 1990 年代から表 8.2 のように様々な国際協力が具体化し、成功してきている。

21 世紀にはいり、8m 級望遠鏡が複数稼働を開始し、地上大型光赤外線望遠鏡とハッブル宇宙望遠鏡との、観測研究上の大変良い相補関係が実証されてきたなかで、次世代の超大型望遠鏡をどう実現するかの議論がさまざまなレベルで始まっている。

ミリ波サブミリ波望遠鏡 ALMA の建設が日米欧三極の国際プロジェクトとして本格化したことにも、21 世紀の超大型計画の実現の一つの方向性が示されている。国際共同事業は、いろいろな実際的困難はあるものの予算規模の拡大とともに避けて通れない選択枝となりつつある。

地上 8m 級望遠鏡間でも、これまでの良きライバル関係をさらに緊密な良きパートナー関係にレベルアップする機運が高まり、さまざまなレベルでの協力関係が具体的に試行されつつある。ハワイ島マウナケア山頂で肩を並べる、すばる望遠鏡、ジェミニ望遠鏡、ケック望遠鏡の三者の間でも、望遠鏡時間のバーター、次世代観測装置の共同開発や役割分担などの検討が始まっている。

日米間、日欧間、また東アジア諸国との情報交換や長期ロードマップに関する話し合いも非公式レベルで活発化している。

8.3.4 宇宙科学における国際協力の重要性

ここでは、飛翔体を用いて行う宇宙理学、宇宙工学研究をまとめて、「宇宙科学」と呼ぶこととする。

宇宙科学にとって、国際協力は大変に重要である。宇宙科学は、巨大科学であり、もはや単独の国において、すべての分野をカバーすることはできない。したがって、宇宙科学の効率的な遂行のためには、国際協力は欠かすことができない。国際協力により、仕事を分担することにより、一国では手に余るような大規模な計画も実現可能となる。また、お互いの技術や経験を持ち寄ることにより、より充実した観測が行えるようになる。さらに、いくつかの人工衛星での観測や地上での観測を同時に行うことにより、単独の観測だけでは分からない、宇宙のダイナミックな姿も明らかになってきている。

プロジェクト名	国内グループ	国際協力の相手国
近赤外線分光撮像装置 (IRCS)	国立天文台	ハワイ大学 (アメリカ)
夜光除去分光装置 (OHS)	京都大学	ハワイ大学 (アメリカ)
多天体分光装置	国立天文台・京都大学	オーストラリア、イギリス
SDSS 計画	東京大学、国立天文台	アメリカほか
超新星宇宙論計画	東京大学	アメリカ
赤外線検出器開発	国立天文台	アメリカ他
1.5m 赤外線望遠鏡	名古屋大学	南アフリカ
マグナム望遠鏡	東京大学	ハワイ大学 (アメリカ)
ほか		

表 8.2: 具体的な国際協力例

国際協力の実績　上記の重要性に鑑み、日本の宇宙科学も、積極的に国際協力に取り組んできている。日本が中心になって行ってきた宇宙科学の人工衛星も例外ではなく、そのほとんどが国際協力ミッションとなっている。特に、最近のミッションは、表 8.3 に示すように、全て国際協力ミッションとなっている。

また、表 8.4 に示すように、今後 3 年間に打ち上げられる宇宙科学ミッションも、すべて国際協力ミッションである。

Mission 名	打上年	ミッション目的	国際協力の相手国
ようこう	1991	太陽観測	アメリカ、イギリス
GEOTAIL	1992	地球磁気圏観測	アメリカ
あすか	1993	X 線天文観測	アメリカ
SFU/IRTS	1995	赤外線天文観測	アメリカ
はるか	1997	工学実験、	アメリカ、カナダ、
		電波天文観測	ヨーロッパ、オーストラリア
のぞみ	1998	火星探査	アメリカ、フランス、カナダ、
			スウェーデン、ドイツ、ESA
はやぶさ	2003	工学実験、	アメリカ、オーストラリア
		小惑星サンプルリターン	

表 8.3: 1990 年以降に宇宙科学研究所が中心になって打ち上げた宇宙科学ミッションの国際協力

Mission 名	打上年度	ミッション目的	国際協力の相手国
ASTRO-EII	2005	X 線天文観測	アメリカ
ASTRO-F	2005(目標)	赤外線天文観測	イギリス、オランダ、韓国、ESA
SOLAR-B	2006	太陽観測	アメリカ、イギリス、ESA

表 8.4: 今後 3 年以内に宇宙航空研究開発機構が中心になって打ち上げる宇宙科学ミッションの国際協力

IACG を通しての活動 宇宙科学の活動における各国間の国際協力を促進するために、アメリカ合衆国、西ヨーロッパ (当時)、ソ連および東欧諸国 (当時)、および日本は、1981 年に、IACG (Inter-Agency Consultative Group for Space Science) を結成した。これは、表 8.5 に示すように、国そのものではなく、各国、地域を代表する以下の 4 つの「宇宙機関」が参加したものである。日本の代表は、宇宙開発事業団 (当時) ではなく、宇宙科学研究所 (当時) であった。

IACG の活動は、特定の分野の問題を議論する Task Groups, Working Groups を通してや、特定の科学的目的のためにキャンペーンを通じて行われている。最近の Task Groups や Working Groups で、天文に関係するものとしては、以下が挙げられる。

- Task Group on “Large X-ray Observatories”
- Task Group on “Large optical-IR interferometers”
- Working Group on “Search for Txtra-Solar Terrestrial Planets”
- Working Group on “International Living With a Star programme”

一方、過去に行なわれたキャンペーンでは地球物理関係のものが多い。

将来の国際協力にむけて

真の国際協力のために 国際協力には、以下の 2 つの重要な側面がある。

1. 相補性
2. 競争

そもそも国際協力の目的は、科学探求のためのミッション／プロジェクトを成功させ、最大の科学的成果を引き出すことにある。そのために、日本の必ずしも得意としない分野において、その分野のトップレベルのチームと仲間として手を組む。これが「相補性」である。

一方、上記のような相補的な協力が成立するためには、日本側にも、世界でトップの研究レベルと、それを支える独自の技術が必要である。これらなくしては、対等の国際協力は成立し得ない。競いあって、その上でお互いに足らない点を補足しあうことで、はじめて双方にメリットが生じる。「競争」なくして、真の共同研究はあり得ないのである。

国際協力を有効に活用するためには、この「相補性」と「競争」という、時には矛盾もする 2 つの要素を、両立させていく必要がある。

戦略上の問題点 世界にまたがって、宇宙科学プロジェクトの調整を行うための機関としては、IACG が唯一のものである。しかしながら、最近では、IACG の活動そのものがほとんど休止状態にある。そのため、国際協力は、IACG に代わって、2 国間の協力関係によって進められることが多い。そのため、世界的視野にたった協力関係をたてることが難しい。

国、地域	機関名
アメリカ合衆国	NASA (The National Aeronautics and Space Administration)
西ヨーロッパ (当時)	ESA (European Space Agency)
ソ連および東欧諸国 (当時)	IKI (Space Research Institute)
日本	ISAS (The Institute of Space and Astronautical Science)(当時)

表 8.5: IACG 加盟機関

長期的展望を持ち、世界的視野から、宇宙科学における国際協力、国際的役割分担の議論ができる枠組みの設立が強く望まれる。

さらに、天体観測の分野では、宇宙科学ミッションのみならず、地上の観測機器も巨額な費用を必要とするようになってきたため、これらの両者を含めた包括的な議論が必要である。

制度上の問題点　国際協力の遂行にあたっては、制度上で解決されるべきことも多い。特に、法律の体系の異なる国と国との間で、協定を結ぶことになるので、どこかで法律的な齟齬が生じる。このために、国際協力が頓挫することも少なくない。

この法律的な齟齬を解決するための、国際的な枠組みは未だない。多くは当事者同士の交渉により、ケース・バイ・ケースで解決の道を探っているのが現状である。国際法的な観点にたち齟齬を解決する努力をする枠組みの設立が望まれる。

上記のような交渉にあたっての日本側の最大の問題は、実質的な交渉を行なう機関と、責任・権限をもつ機関とが異なることである。国と国との外交交渉を行う権限は、本来外務省にある。しかし、外務省が、このような研究上の交渉を行うことは現実には難しい。したがって、外交交渉にあたっては、複数の機関にまたがった意志疎通が必要となる。これは、迅速な意思決定を困難とし、交渉に不必要に長い時間を必要としてしまう。

さらに、上記のような交渉にあたっては、法律的な知識が要求される。したがって、特に 対 NASA の場合は、法律の専門家である弁護士が相手方の交渉の席に着く。しかしながら、日本では、ほとんどの場合、法律の素人である研究者が交渉の席についてきた。これでは、公平な議論が成立するとは思えない。日本の国として、国際協力をサポートする枠組みを設立する必要がある。

8.4　教育・一般社会へのアピールとインパクト

本稿では、大型プロジェクト一般論として、社会への影響と使命、および天体望遠鏡であることの特殊な側面について述べてみたい。

8.4.1　大型プロジェクトの説明責任

科学研究に限らず、宇宙開発や原子力発電などの応用技術であっても、それが大型となるに従って、投入される予算額は非常に膨大なものとなり、それだけプロジェクトの意味づけや社会的な責任が大きくなっていくのは自然である。それは予算を支出する側が政府を通じて一般市民、すなわち納税者であり、クライアントへの十分な説明責任が果たされるべきであるという、当然の構図になっているからである。

しかしながら、それではこの構図に従った説明責任が、十二分に果たされているか、という点に関しては、しばしば疑問を感じる場合がままある。その理由はきわめて現代的な学問研究現場の変容に起因している。

古い科学史を紐解けばわかるように、もともと学問は貴族や金持ちの道楽的側面から始まっている。ガリレオなどの著名な自然科学者も、お金持ちの集団に雇われていたわけで、その成果はある意味で直接、目に見える形で雇い主に還元すれば話は済んでいた。また、自ら星占いなどを生活の糧にしつつ研究していた天文学者もいた。彼らは自ら稼いだお金を自分の研究に投資しているわけで、いわば天文学の研究そのものが「趣味」なのであり、知の蓄積に寄与したにせよ、社会に対してなんら説明責任もなかったと極言することができる。

ところが現代社会ではまったく違った状況が現出している。社会は変容し、ある意味で豊かになったために、知的好奇心そのものを社会全体が共有することになった。税金によって大学が運営されはじめ、学者が公務員化、あるいはサラリーマン化していった。しかし、組織化がすすみ、効率的になればなるほど、本来の雇い主が社会であるという構図が見えにくくなりつつある。説明は予算配分を握る官庁あるいは議員にすればよい、という近視眼的な努力しかしなくなると、本来のクライアントである社会あるいは一般市民にまで目が届かなくなってしまうのである。こうなるとプロジェクトの発展が、社会の要求からはずれ、産業・官・学の閉じた世界での意志決定に従うようになって、社会の倫理や常識から乖離することが危ぶまれる。

したがって、大型プロジェクトでは常に社会への説明責任を果たすべく、その体制を整えるべく努力すべきである。本計画は、まぎれもなく大型プロジェクトであり、その計画の当初から、広報・重視していることを、まずは注記したい。

8.4.2 知の開示と蓄積による社会還元

もうひとつ、この種の大型プロジェクトは明らかに新しい知の最前線を開拓する。学者は常に、この知の最前線で活躍する。そして新しい知を発見し、生み出しては、将来世代の人類の財産として蓄積していくわけである。同時に新しい知見について情報を公開することが必須である。どんなに素晴らしい発見でも、それが他に知らされなければ蓄積とならず、個人とともに消えていってしまう。知を受け継いでもらうため、われわれ科学者は学術論文を書く。学術論文として発表すると、その知は少なくとも同業の学者の目に留まり、未来へと伝わる。

ところが、最近は学者、特に科学者の使命が学術論文を書くことになってしまった観がある。もちろん、研究成果をしっかりした査読システムがある学術雑誌に書くのは大事である。だが情報公開という観点から、原点に戻って考えてみると、学術論文や学会発表ばかりが最良の方法とは限らないことがわかる。学術論文に触れるのは、世界的に数えるほどの少数の同業者だけだからである。

見いだされた知を広く、かつ正しく知ってもらうためには、一般向けの著書やメディアの活用が考えられる。また、学校教師や科学館学芸員が、科学研究の熱意を伝える能力を持っていることも期待したい。彗星研究の場合には、その学術論文が、世界中のせいぜい百人程度の同業者にしか読んでもらえないのに対して、一般書は数千人の読者を、あるいは場合によっては一万人を越える人への知の伝達となる。教師や学芸員の継続的な活動も、多くの人への働きかけという目標に対して効果的になる。新しい知の共有こそが科学の目指すところであろう。科学は万人のためにあるのであって、学者同士の同好会的な閉鎖社会だけで閉じていいものではない。

もちろんホームページの発信や一般書の出版は良心的な査読システムが無いことがしばしば問題とはなることは否めない。だからといって、こういったメディアへのアクセス、それらを通じての知の蓄積と情報公開を、学者が躊躇していい理由には成らない。

本プロジェクトでは、完成してからの成果だけではなく、技術的に困難な仕事を乗り越えるため、新しい技術や発明がプロジェクトの推進と共に生み出されることが考えられる。これらのあたらしい知見は、特許や実用新案といった適切な形で公開されることが期待される。宇宙開発と同様に、新しい産業へのインパクトが生み出されることは確かである。

8.4.3 望遠鏡の特殊性と教育効果

主に知的好奇心に立脚する科学プロジェクトである望遠鏡計画は、他のプロジェクトにない特殊性を持つ。それは成果が人間の精神世界に大きなインパクトを与えるという点であろう。宇宙という、われわれが考え得る、あるいは見聞できる最も雄大かつ深遠な世界を垣間見たい、という社会の好奇心の集約としての大型望遠鏡計画は、その目的からして、教育的である。国立天文台では、1998 年にハワイ島マウナケア山に当時としては世界最大級の天体望遠鏡すばるを完成させた。直後から、上述したような説明責任を果たす一環としての広報活動を重視してきた。もちろん、宇宙科学における NASA の例を見ればわかるように、いささか行き過ぎの観もあるものの、予算とマンパワーとをふんだんにつぎ込むことは無いものの、視覚に訴えられるという特殊性を十分に生かして、独自の視点と方法で、広報活動に大きく踏み出した。学者ギルドだけの世界では考えられないような大胆な企画を実施していった。まず、映像技術の専門家集団である NHK に協力を依頼し、高感度カラーハイビジョンカメラを設計・開発し、これをすばる望遠鏡に取り付けたのである。これによって、世界最高のクオリティの天体の動画像を、日本のお茶の間に流し込むことに成功した。このような英断はアメリカでもヨーロッパの同等クラスの最新鋭望遠鏡では経験がない。誰もが初めてみるような映像に、われわれ天文学者でさえ固唾をのんだ。その感動と興奮とは、ファーストライトイベントを通じて、あるいは放送を通

じて日本国中に伝わり、すばる望遠鏡そのものの認知度を上げたばかりではなく、子供たちを含めて多くの人の天文学への興味を刺激して余りあった。その後も、イベント毎にカメラが活躍し、2003 年の火星大接近時には生中継を行ったり、専門的観測装置によって得られた科学的データを、高校生に提供するなど、世界的に希有な事業を連発している。科学技術立国を目指す国是を持つ日本として、このように大型プロジェクトが大きな教育効果をもたらすべきだが、視覚に訴えられるという特殊性をうまく生かしたものであることは間違いない。その結果として、すばる望遠鏡はサイエンスのビッグプロジェクトとしては通常であれば到底考えられないような賞 (東京ファッション協会：ファッションクリエーション大賞、文芸春秋社：菊池寛賞) の数々に輝いている。

一方、すばる望遠鏡プロジェクトの本拠地であるハワイ観測所には、広報担当として採用された人員が日本人一名、外国人一名がいる。彼らの活躍もさることながら、所長の英断、観測所全体が広報活動の重要性を認識して協力する体制を整えたこと、そして国立天文台本部に、天文情報公開センターという研究所としては異例の広報教育組織がバックアップしたこと、それらの重要性を天文学のコミュニティ全体が認識して許容したという状況がなければ、このような状況は実現できなかったであろう。すばる望遠鏡の独自の広報活動のスタートは、これこそ日本の天文学者全体の発想の転換を示すものとして日本の科学史に書きとどめられるはずである。

さて、次期大型プロジェクトで完成を見るであろう望遠鏡は、すばる望遠鏡の比ではない。そして同様に宇宙の奥底を見るべき天体望遠鏡である。これまで培ってきた広報教育手法を駆使して、更に大きな感動と興奮をクライアントである社会へ還元できるのは間違いない。

付 録A　付録

A.1　すばる望遠鏡成果一覧

A.1.1　すばる望遠鏡観測成果論文引用度数から見た成果

すばる望遠鏡による研究成果論文は 2004 年 6 月 30 日時点で、英文査読誌掲載論文総数 182 編、国際研究会集録などに公表した論文総数 335 編、合計 517 編に達する。

表 A.1 は 2000 年 1 月以降にすばる望遠鏡を用いた観測成果査読誌論文（2004 年 6 月末までで 183 編）について、2005 年 2 月 28 日の時点でその引用度数調査を行った結果の上位 20 位までの査読論文のリストである。一般に引用度数は出版後数年でピークを迎える傾向があるため、注目度の高い論文でも出版して未だ日の浅いものはこのベスト 20 に入って来ない。だが 2003 年度出版にも拘わらずこのリストに入っている論文を始め、下位にも伸び率の高い論文があり、遅れて共同利用に入っている他の装置を用いた観測成果論文などが今後このリストに浮上してくることが期待される。今後、本リストを随時更新し分析するる必要がある。このリストから次の三つの傾向が伺われる。

1. 主焦点カメラ (SuprimeCam)、赤外線カメラ (CISCO)、微光天体分光撮像装置 (FOCAS) を駆使した論文の成果に注目が集まっている。
2. すばる望遠鏡の高結像性能と主焦点カメラの広視野深撮像機能を活かした、遠方宇宙の銀河の一連の系統的観測成果 (*) が最も高く評価されている (総引用数 423 件)。
3. 微光天体分光装置の偏光分光観測機能を駆使して、Ic 型超新星とガンマ線バースターの関連性を証明した一連の論文 (**) も脚光を浴びている。

また図 A.1 は、すばる望遠鏡をはじめとする主要 8m 級望遠鏡が、その運用開始後の最初の 5 年間で出版した科学論文の学界への貢献度を解析した結果である。具体的には研究成果の査読論文について、その引用度数を同年の Astronomical Journal 誌掲載論文の平均被引用度数で割ることにより、年代や経過年数による引用論文数の差を校正した指標を論文インパクト指数と定義し、その年の各望遠鏡による研究論文の論文インパクト指数の総和を取り、使用した望遠鏡数で割って、望遠鏡総インパクト指数としたものである。この指標によれば、すばる望遠鏡の最初の 4 年間の科学的業績はケック望遠鏡の初期成果に比肩しており、VLT やジェミニ望遠鏡を凌駕していると見ることができる。

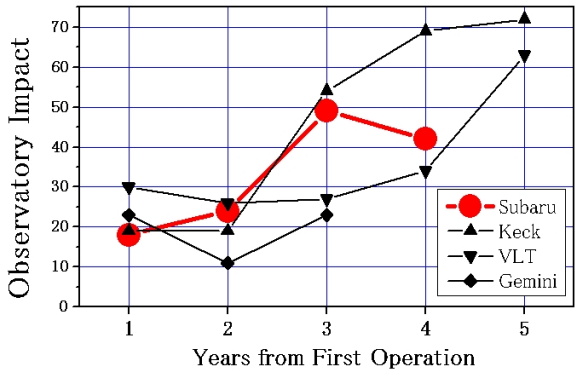


図 A.1: 主要 8m 望遠鏡の初期 5 年間の総インパクト指数分布（D. Crubtree 2005）

すばる関連論文引用件数トップ 20

ランク	著者	引用回数	装置	掲載誌	タイトル
1	Hu, E.	95	CISCO	ApJ, 568, L75 (2002)	“A Redshift $z = 6.56$ Galaxy behind the Cluster Abell 370”
2	Mazzali, P.	63	FOCAS	ApJ, 572, L61 (2002)	“The Type Ic Hypernova SN 2002ap”
3	Kodaira, K.	53	Scam / IRCS / FOCAS	PASJ, 55, L17 (2003)	* “The Discovery of Two Lyman α Emitters beyond Redshift 6 in the Subaru Deep Field”
3	Miyazaki, S.	53	Scam	PASJ, 54, 833 (2002)	“Subaru Prime Focus Camera – Suprime-Cam”
5	Ouchi, M.	50	Scam	ApJ, 582, 60 (2003)	* “Subaru Deep Survey. II. Luminosity Functions and Clustering Properties of Lyα Emitters at $z = 4.86$ in the Subaru Deep Field”
6	Maihara, T.	49	CISCO	PASJ, 53, 25 (2001)	“Subaru Deep Survey I. Near-Infrared Observations”
7	Barger, A.	46	CISCO	AJ, 126, 632 (2003)	“Optical and Infrared Properties of the 2 Ms Chandra Deep Field North X-Ray Sources”
8	Kobayashi, N.	43	IRCS	Proc. SPIE, 4008, 1056 (2000)	“IRCS: infrared camera and spectrograph for the Subaru Telescope”
9	Kodama, T.	40	Scam	ApJ, 56, L9 (2001)	* “The Transformation of Galaxies within the Large-Scale Structure around a $z = 0.41$ Cluster”
10	Kashikawa, N.	32	FOCAS	PASJ, 54, 819 (2002)	“FOCAS: The Faint Object Camera and Spectrograph for the Subaru Telescope”
12	Martín, E. L.	31	IRCS	ApJ, 561, L195 (2001)	“Four Brown Dwarfs in the Taurus Star-Forming Region”
13	Ajiki, M.	29	Scam / FOCAS	ApJ, 576, L25 (2002)	* “A New High-Redshift Lyα Emitter: Possible Superwind Galaxy at $z = 5.69$”
13	Totani, T.	28	CISCO	ApJ, 559, 592 (2001)	“Near-Infrared Faint Galaxies in the Subaru Deep Field: Comparing the Theory with Observations for Galaxy Counts, Colors, and Size Distributions to $K \sim 24.5$”
13	Kawabata, K. S.	28	FOCAS	ApJ, 593, L19 (2003)	** “On the Spectrum and Spectropolarimetry of Type Ic Hypernova SN 2003dh/GRB 030329”
13	Ouchi, M.	28	Scam	ApJ, 558, 83 (2001)	* “Clustering Properties of Galaxies at $z \sim 4$ in the Subaru/XMM Deep Survey Field”
13	Cowie, L. L.	28	CISCO	ApJ, 551, L9 (2001)	“Detecting High-Redshift Evolved Galaxies as the Hosts of Optically Faint Hard X-Ray Sources”
13	Trentham, N.	28	Scam	MNRAS, 335, 712 (2002)	“The faint end of the galaxy luminosity function”
18	Jewitt, D.	27	CISCO	AJ, 122, 2099 (2001)	“ Colors and Spectra of Kuiper Belt Objects”
19	Hamana, T.	26	Scam	ApJ, 597, 98 (2003)	* “Cosmic Shear Statistics in the Suprime-cam 2.1 Square Degree Field: Constraints on Ω_m abd σ_8”
19	Motohara, K.	26	CISCO	PASJ, 53, 315 (2002)	“CISCO: Cooled Infrared Spectrograph and Camera for OHS on the Subaru Telescope”

表 A.1: 2005 年 2 月 28 日時点での、すばる望遠鏡観測成果論文トップ 20

A.1.2 科学成果ハイライト

最も遠い銀河のギネスブックをすばるが独占

すばる深探査観測計画で波長 9200Å の狭帯域フィルターを用い、赤方偏移が 6.6 付近にあるライマン α 輝線銀河の探査を行った。その結果人類観測史上、最も遠方にある銀河を複数個発見した。

これは、10 万個におよぶ天体の測定から絞り込んだ約 80 個の候補天体の一部を FOCAS 装置で分光観測して、そのうちの 8 個が赤方偏移 6.6 にある輝線銀河であることを示したものである。図 A.2 にその一例を示す。重力レンズ増光効果を受けていない一般のフィールドで、このように遠方に位置する銀河が複数個見つかったのは初めてである。これらの銀河は宇宙ができてから 9 億年程度の時代の若い銀河であり、銀河の誕生と進化のようすの解明が今後期待されている。

表 A.2 は 2004 年 8 月 28 日の時点での確認された最も遠い銀河のランキング表である。太字がすばる望遠鏡の単独成果、オレンジがすばる望遠鏡の共同成果で、上位 10 天体中 9 個までをすばる望遠鏡が独占している。これは、遠い銀河の探索に有効な広視野主焦点カメラを備えた 8m 級望遠鏡はすばる望遠鏡が唯一のものであること、すばる望遠鏡の高い結像性能が遺憾なく発揮されたこと、そしてこの観測計画に観測所を挙げて力を入れているためである。すばる望遠鏡による赤方偏移 4 から 7 に迫る遠方 (それだけ過去) の宇宙の一連の系統的な観測研究は国際的にも高く評価されている。

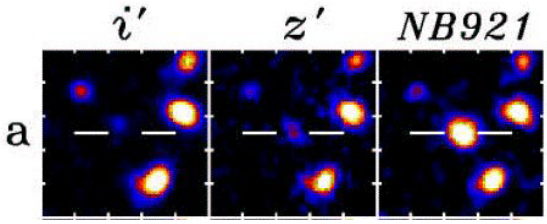


図 A.2:

	No.	名前	赤方偏移	使用望遠鏡	論文
1	**SDF**	**J132522.3+273520**	**6.597**	**すばる**	**Taniguchi, Y. et al.**
2	**SDF**	**J132432.5+271647**	**6.58**	**すばる**	**Taniguchi, Y. et al.**
3	**SDF**	**J132518.8+273043**	**6.578**	**すばる**	**Taniguchi, Y. et al.**
4	**SDF**	**J132418.3+271455**	**6.578**	**すばる**	**Kodaira, K. et al.**
5	HCM-6A*	J023954.7–013332	6.56	Keck/すばる	Hu, E. et al.
6	**SDF**	**J132408.3+271543**	**6.554**	**すばる**	**Taniguchi, Y. et al.**
7	**SDF**	**J132352.7+271622**	**6.542**	**すばる**	**Taniguchi, Y. et al.**
8	**SDF**	**J132415.7+273058**	**6.541**	**すばる**	**Kodaira, K. et al.**
9	**SDF**	**J132353.1+271631**	**6.54**	**すばる**	**Taniguchi, Y. et al.**
10	LALA	J142442.2+353400	6.535	KPNO/Keck	Rhoad, J. E. et al.
未公認参考記録					
	A1835*	#1916(ノイズ?)	10?	HST/VLT	Pelló, R. et al., Weatherley, S. J. et al.
	A2218*	無名 (スペクトル無し)	6-7?	HST/Keck	Kneib, J. P. et al.

∗ 銀河団の重力レンズ効果を受けて増光している天体

表 A.2: 確認された遠方銀河ベスト 10 (2004/8/28 現在)

ハッブル宇宙望遠鏡を越えた性能

図 A.3 はファーストライト直後に得たすばるの画像（左：赤色画像、星像サイズ 0.45 秒角）を露出時間のほぼ同じハッブル宇宙望遠鏡の画像（右：赤色画像、星像サイズ 0.2 秒角）と比べたものである。ゆらぐ大気を通しての観測というハンディにも拘わらず、ハッブル宇宙望遠鏡と同等の限界等級までの感度と画質が得られることが証明された。天体の分光観測では、集光力で 12 倍勝るすばる望遠鏡が、ハッブルを凌ぐ観測を可能にする。

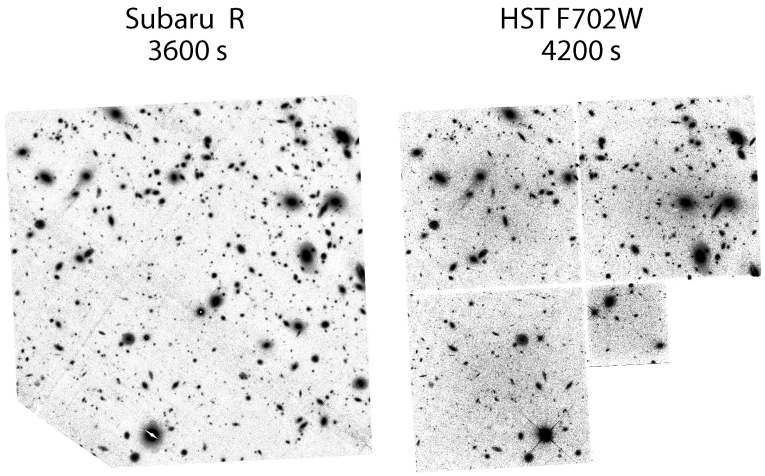


図 A.3: 約 40 億年彼方の銀河団 A851 のすばる望遠鏡による画像とハッブル宇宙望遠鏡による画像

宇宙の果てまでの銀河の 90%を見通す

図 A.4 は、近赤外線カメラを用いたすばる深探査観測により、数え上げた銀河の等級別計数値である。宇宙の果てまでの銀河として見える天体の 90%が確認された。これらの天体からの光を積算しても、別の観測から求められている背景放射強度に満たないことが分かり、新たな謎として提起されている。

ガンマ線バースターの解明

ガンマ線バースター GRB 030329 の位置に現れた光学天体を、発見から約 40 日後に FOCAS で分光観測した。そのスペクトルに見られる超新星成分（SN 2003dh：黒線）が爆発後 40 日程度の極超新星のそれと酷

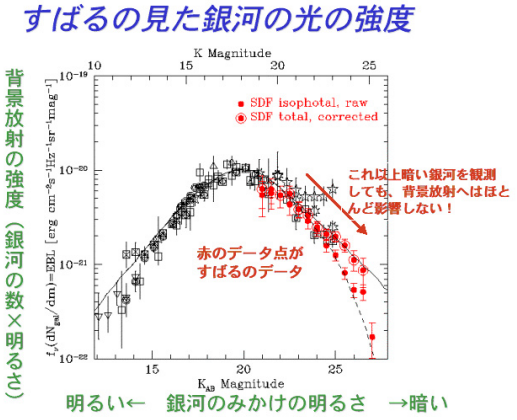


図 A.4: 近赤外線による銀河計数結果

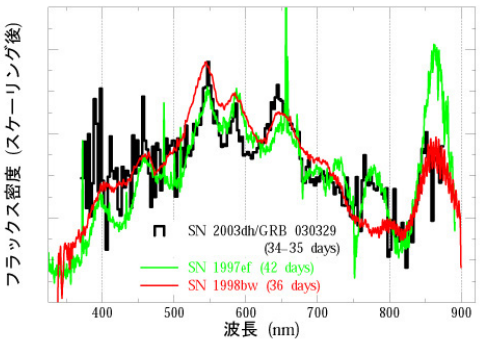


図 A.5: ガンマ線バースターのスペクトル

似していることから、ガンマ線バーストが、大質量の重力崩壊型超新星であることが初めて明確に示された。図 A.5 の超新星のスペクトルから爆発日時を逆算することができた。

遠方銀河の超新星による宇宙論

東京大学、国立天文台を中心とする研究グループは、すばる望遠鏡の主焦点カメラを使い、遠方銀河において 18 個の超新星を発見した (図 A.6)。主焦点カメラの一視野に 12 個もの超新星が写っており、これほど数多くの超新星を一度に発見したのは、世界で初めてである。今回発見された超新星は宇宙が現在の半分の大きさだったころの宇宙膨張の様子を解明するのに適した距離にあり、今後の追跡観測によって「現在の宇宙が加速膨張しているのか」という、宇宙の枠組にかかわる問題に答えを出せると期待されている。

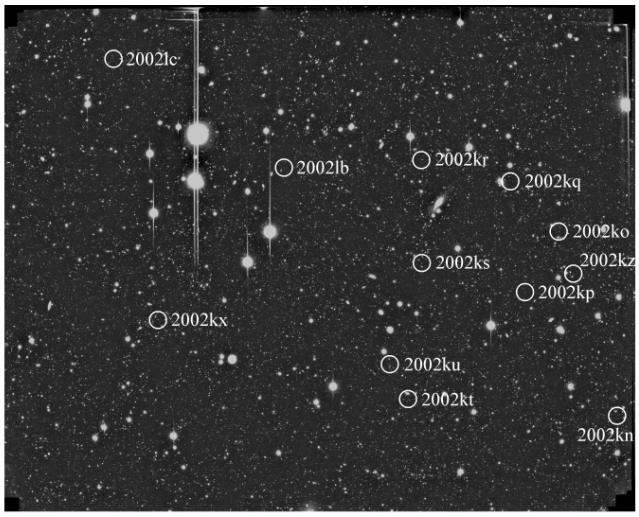


図 A.6: 12 個の超新星を同時に発見した主焦点カメラの画像

図 A.7: ぎょしゃ座 AB 星の周りに検出された惑星系誕生の現場

すばるが写し出した、うずまき状の惑星誕生現場

国立天文台・東京大学・神戸大学・茨城大学・宇宙航空研究開発機構からなるチームは、コロナグラフ撮像装置 (CIAO) と波面補償光学装置 (AO) を用いて、おうし座星形成領域にある多数の若い星を撮像するプロジェクトを進めている。このプロジェクトの一環として、ぎょしゃ座 AB 星 (AB Aur、距離 470 光年) と呼ばれる年齢約 400 万年の星を観測したところ、そのまわりの原始惑星系円盤が、中心の星からの赤外線を反射して輝いている様子をとらえることに成功した (図 A.7)。

A.1.3 すばる望遠鏡関係新聞記事、書籍

図 A.8: すばる望遠鏡新聞報道から

図 A.9: すばる望遠鏡新聞報道から

図 A.10: すばる望遠鏡新聞報道から

夕刊 産経新聞 平成14年(2002年)1月17日 木曜日

58光年かなたの連星くっきり

うしかい座褐色矮星

米・ハワイ島 すばる望遠鏡 大気の揺らぎ補正

補償光学の威力2002年1月

国立天文台は十七日、米ハワイ島マウナケア山頂にあるすばる望遠鏡を使い、地球から約五十八光年離れたうしかい座にある褐色矮星の連星を観測したと発表した。大気の揺らぎの影響を、形状を変えることのできる鏡に反射させて補正し、二つの星を見分けることができた。

すばる望遠鏡が観測した褐色矮星（わい）星の連星。上の写真の明るい星（A）の左右の四角に囲まれた部分に連星のBとCがある。下の拡大写真ではBとCがはっきり分離して見える＝国立天文台提供

SAT TODAY VOL.16 NO.9（通巻181号）

すばるを一般に公開2004年8月

「すばる望遠鏡」を一般に公開：国立天文台

国立天文台は10月1日からハワイ島マウナケア山頂の「すばる望遠鏡」を一般公開すると発表した。インターネットによる予約制で、見学希望日の1カ月前までに申し込むことが必要。8月から受付を始めた。

ドーム内の見学は、平日の1日3回（午前10時30分、11時30分、午後1時30分）。担当職員が案内する。各回とも8人まで（ツアー会社を利用して訪問する場合は14人まで）となっている。

マウナケア山頂は標高4,200mで、この一帯には世界の研究機関の大型望遠鏡が設置されている。山頂までの公共交通機関がないので、個人で参加する場合は、四輪駆動車を手配する必要がある。高山病の心配があり、健康のすぐれない人や妊婦、16歳未満は見学を見合わせて欲しい、としている。

（問い合わせ先＝国立天文台広報普及室 0422-34-3688）

一般公開されるハワイ島マウナケア山頂の「すばる望遠鏡」（国立天文台提供）

図 A.11: すばる望遠鏡新聞報道から

図 A.12: すばる望遠鏡関連書籍から

A.2 上空からの赤外線観測関係新聞記事一覧

日本の宇宙科学の評価
１９９４年１１月

日本の宇宙科学研究所

ネイチャー編集長が絶賛

英国の科学専門誌「ネイチャー」の最近号に、日本の文部省・宇宙科学研究所（相模原市）の組織と実績を高く評価する記事が紹介された。

執筆者は同誌のジョン・マドックス編集長で、宇宙科学研究所（ＩＳＡＳ）の第三者評価委員会の一員。

「立派な研究所となるためのレシピ」と題する記事の中で宇宙科学研究所のエックス線天文衛星など過去二十年間に行われた人工衛星や探査機の打ち上げ実績を称賛している。

マドックス編集長は、同研究所が世界で最高レベルの創造的な組織に育った要因として、①実用面の宇宙開発を担う宇宙開発事業団（ＮＡＳＤＡ）との間にみられる機能分離②技術設計から打ち上げオペレーションに至るまでの自律性③プロジェクトチームにおける技術者と科学者の協調的関係ーなどを挙げている。

1994年11月13日　産経新聞夕刊

▲じょうぎ座　▲コンパス座
赤外線で観測された銀河の一部。白い部分のエネルギーが強い

天の川の星誕生マップ

エネルギー分布観測

宇宙科学研究

文部省宇宙科学研究所の○○○○は水素、ヘリウム、炭素などが含まれている手らのグループは、気球に搭載した赤外線望遠鏡（BIRD）を使って、我々の銀河系全体の星形成活動に関係した五十八秒（一回は千分の一秒）の遠赤外線スペクトルを観測することにした。

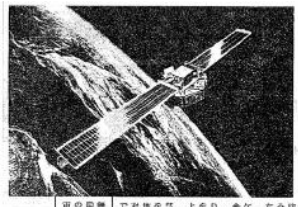
このスペクトルは大気に吸収されるので地上の望遠鏡では観測できない。この観測は一九九一年に米国で、九一年にはオーストラリアで実施した。

その結果、宇宙のしょう高度、りゅうこう度などでガス雲が存在している。ガスが明らかになったら、さらに詳しく観測の中心と思われる領域と比べて赤外線の強度が他の領域と比べて赤外に強い。

がないことも判明した。奥田教授は「星形成があまり活発でないのか、あるいは逆に強いエネルギーを吸収するものがあるのかもしれない。今後詳しく解析したい」と話している。

1995年5月11日　読売新聞

気球赤外線望遠鏡
１９９５年5月



「無人宇宙実験室」15日打ち上げ

赤外線で銀河を探索
イモリ産卵にも挑戦

「ミウラ折り」の展開楽しみ

1995年7月13日　朝日新聞夕刊

宇宙実験室
１９９５年7月

日本初

赤外線望遠鏡の衛星 宇宙の謎解明に期待

光をとらえる能力が向上

ビッグバンの名残も観測

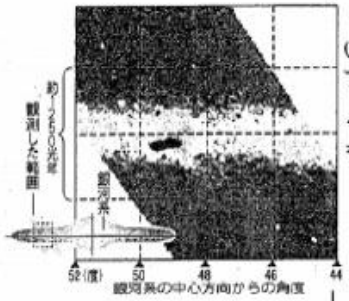
1995年7月17日　神奈川新聞

日本初の赤外線望遠鏡
１９９５年７月

有機物、宇宙空間に広く分布

銀河系で宇宙研など観測

炭素の由来探る手がかりに



赤外線望遠鏡で見た銀河系の断面。厚みの中央にいくほどＰＡＨが出しているとみられる赤外線が強くなっている（文部省宇宙科学研究所提供）

1996年10月30日　朝日新聞夕刊

有機物発見
１９９６年１０月

科学

お金はなくても 知恵はある

☆ ★ ☆

国際天文学連合総会 京都で初開催前に

星を追う

上

安い衛星次々 新技術を反映

設備組み合わせ 高性能実現

★性能を補う

★科学者自ら

★世界が賞賛

1997年8月1日 朝日新聞夕刊

工夫で高性能
１９９７年８月

初期の銀河で星の爆発的生成

科学の目

赤外線望遠鏡 衛星ISO

とらえた

1997年8月26日 朝日新聞夕刊

ISOの成果
１９９７年８月

2003年打ち上げの赤外線天文衛星

「アストロF」開発順調

未知の銀河、星発見に期待

■試験

■銀河

■惑星

半年かけ全天の天体観測

地上でできぬ観測可能

2000年6月27日 中日新聞

アストロＦ開発進む
２０００年６月

赤外線キャッチせよ！

「すばる」や衛星に最新装置

暗い天体画像撮影

2001年5月20日 読売新聞夕刊

赤外線観測最前線
２００１年５月

地球外生命を探れ

天文学者らが研究グループ

宇宙に望遠鏡 計画

地球規模の惑星を観測

2001年11月17日 日本経済新聞

地球外生命探査
２００１年１１月

恒星周囲に三重の輪

JAXAなどの研究チーム発見「惑星誕生の謎に迫る」

2004年10月07日 毎日新聞

惑星誕生の謎に迫る
２００４年１０月

A.3 名古屋大学赤外線グループ関係新聞記事一覧

南天の星雲 観測します

天体望遠鏡 京都で製作

マゼラン星雲など南半球の天体を観測するため、名古屋大理学部が学術協定を結んでいる南アフリカ共和国の国立天文台に設置する大型の光学式赤外線望遠鏡が、京都市南区の天体望遠鏡製作会社「西村製作所」で完成した＝写真。

高さ七・五㍍、総重量十四㌧。主鏡は口径一・四㍍、厚さ二十㌢で、重さは六百八十㌔もある。十一月に南アフリカへ運ばれ、来年三月から観測を開始する予定。

六万―二十万光年先で、銀河系に最も近い大小のマゼラン雲を観測。誕生間もない星の分布をつかんで星や銀河の誕生と進化を調べる。

国立天文台の川辺良平教授（電波天文学）は「マゼラン雲には、銀河系にはすでにない若い球状星団があり、観測すれば、星の一生が解明でき、大変意義深い」と期待している。

2000 年 2 月 3 日：読売新聞

南半球の空はるか

タランチュラ星雲

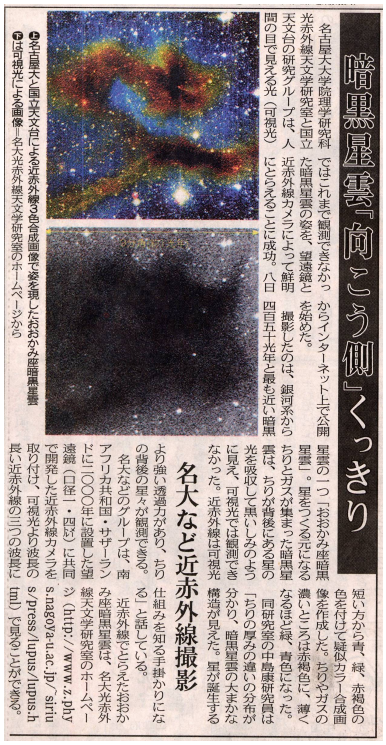
南アの名大望遠鏡が撮影

名古屋大大学院理学研究科の光・赤外線天文学研究室（佐藤修一教授）が南アフリカに設置した「赤外線観天望遠鏡」による観測が本格的に始まり、七日までに、南半球からしか見えない「タランチュラ星雲」の鮮明な画像を得ることに成功した。

望遠鏡は主鏡の口径一・四㍍、高さ約七・五㍍。望遠鏡メーカーの西村製作所と共同開発した。国立天文台と共同開発した赤外線カメラ「SIRIUS（シリウス）」が取り付けてあり、赤外線の二つの波長で同時に観測、撮影できる。「観測は四月から十月までの半年間しかできないが、世界でも有数の性能を持つ望遠鏡だ」と話している。

名大が南アフリカに設置した赤外線望遠鏡と赤外線カメラでとらえられたタランチュラ星雲の画像＝同大光・赤外線天文学研究室提供

2001 年 2 月 7 日：中日新聞



暗黒星雲「向こう側」くっきり

名古屋大大学院理学研究科では、これまで観測できなかった暗黒星雲の姿を、望遠鏡と光赤外線天文学研究室と国立天文台の研究グループは、人からインターネット上で公開を始めた。

間の目で見える光（可視光）にとらえることに成功。八日撮影したのは、銀河系から四百五十光年と最も近い暗黒星雲の一つ「おおかみ座暗黒星雲」。星をつくる元になる「星雲」。星をつくる元になるちりとガスが集まった暗黒星雲は、ちりが背後にある星の光を吸収して黒いしみのように見え、可視光では観測できなかった。近赤外線は可視光より強い透過力があり、ちりの背後の星々が観測できる。

名大など近赤外線撮影

名大などのグループは、南アフリカ共和国・サザーランドに二〇〇年に設置した望遠鏡（口径一・四㍍）に共同で開発した近赤外線カメラを取り付け、可視光より波長の長い近赤外線の三つの波長に

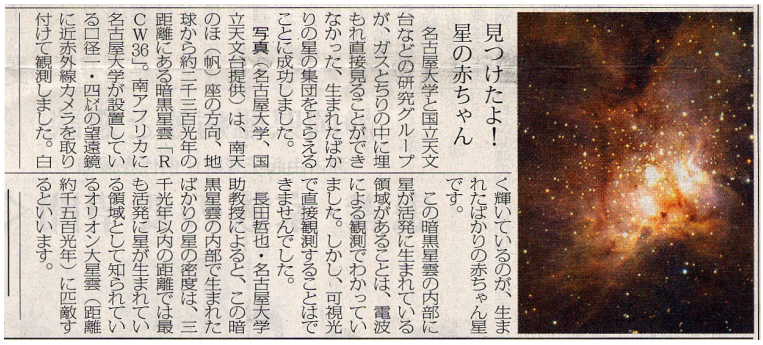
短い方から青、緑、赤褐色の色を付けて疑似カラー合成画像を作成した。ちりやガスの濃いところは赤褐色に、薄くなるほど緑、青色になった。

同研究室の中島康研究員は「ちりの厚みの違いの分布が分かり、暗黒星雲の大まかな構造が見えた。星が誕生する仕組みを知る手掛かりになる」と話している。

近赤外線でとらえたおおかみ座暗黒星雲は、名大光赤外線天文学研究室のホームページ（http://www.z.phys.nagoya-u.ac.jp/sirius/press/lupus/lupus.html）で見ることができる。

上＝名古屋大と国立天文台による近赤外線3色合成画像で姿を現したおおかみ座暗黒星雲
下は可視光による画像＝名大光赤外線天文学研究室のホームページから

2003 年 2 月 8 日：中日新聞



見つけたよ！ 星の赤ちゃん

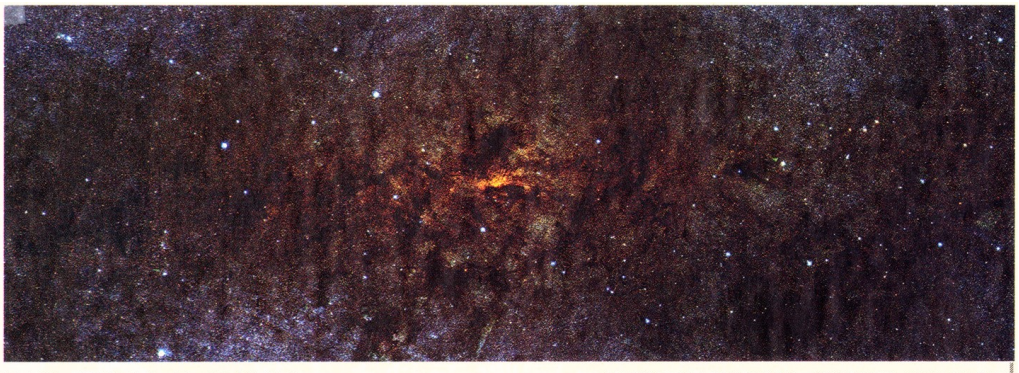
名古屋大学と国立天文台などの研究グループが、ガスとちりの中に埋もれ直接見ることができなかった、生まれたばかりの星の集団をとらえることに成功しました。

写真（名古屋大学、国立天文台提供）は、南のほ（帆）座の方向、地球から約二千三百光年の距離にある暗黒星雲「RCW36」。南アフリカに名古屋大学が設置している口径一・四㍍の望遠鏡に近赤外線カメラを取り付けて観測しました。白く輝いているのが、生まれたばかりの赤ちゃん星です。

この暗黒星雲の内部に星が活発に生まれている領域があることは、電波による観測でわかっていました。しかし、可視光で直接観測することはできませんでした。

長田哲也・名古屋大学助教授によると、この暗黒星雲の内部で生まれたばかりの星の密度は、三千光年以内の距離では最も活発に星が生まれている領域として知られている口径一・四㍍のオリオン大星雲（距離約千五百光年）に匹敵するといいます。

2004 年 3 月 21 日：しんぶん赤旗



名古屋大の光・赤外線天文学研究室が撮影に成功した銀河系の中心部。星の一つ一つを鮮明にとらえている（同研究室提供）

2万8000光年先〝見えた〟
銀河系のまん中 名大が撮影成功

名古屋大の光・赤外線天文学研究室などのグループが光では見通せない銀河系の中心部を、近赤外線を使った観測で鮮明なカラー画像に収めた。銀河系の中心部をこれだけ広範囲かつ鮮明に撮影した例は世界初。銀河系の姿や星の形成過程を解明する手掛かりになりそう。22日から同大で始まる日本天文学会で、成果を発表する。

地球がある太陽系は銀河系の端にある。中心部は、いて座方向で地球からの距離は約2万8000光年。中心部までには可視光線を吸収する暗黒星雲が大量にあり光利用の観測はできない。

同グループは暗黒星雲の影響をほとんど受けない近赤外線に着目。2002年から03年にかけ、名大が南アフリカ共和国に設置した近赤外線望遠鏡と近赤外線3色カメラ「SIRIUS」で、銀河系の中心部を観測。画像の範囲は横2500光年、縦1000光年。近赤外線の3つの波長に青、緑、赤の光を当て、鮮明なカラー画像で再現することに成功した。

観測の中心を務めた同大学院博士課程2年、西山正吾さん(26)によれば、範囲内で検出できた星の数は約1000万個。星が密集しているオレンジ色の最中心部を除いて、1つ1つの星の姿がはっきり分かるという。同大の長田哲也助教授は「観測データを詳細に調べることで銀河系中心部の構造や、星の誕生、死滅の様子などを解き明かす手掛かりになる」と話している。

2004 年 3 月 21 日：中日新聞

A.4 日本の光赤外機器開発関連の研究費受給一覧

A.4.1 科学研究費

このリストは、1985 年度以降の光赤外天文学の機器開発関連で獲得された科学研究費をぎょうせいの『文部 (科学) 省科学研究費補助金採択課題・公募審査要覧 (科学研究費研究会・編)』から抽出し、さらに光赤外線天文学コミュニティからの情報をもとに作成された。

なお、抽出には編集委員の独断が入っていることと、リストとしては完全なものではないことに十分に注意されたい。

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1980-1982	一般 A	24,800	奥田 治之	気球搭載赤外望遠鏡による星間空間における物理現象
1980-1981	一般 A	26,600	小暮 智一	狭帯域写真測光による星間雲の研究
1980-1981	一般 B	8,800	土屋 淳	天文学用光干渉計の実験
1980	一般 C	2,800	高窪 啓弥	オリオン星雲の光電分光測光
1980	一般 C	2,200	佐藤 修二	近赤外域表面輝度分布の観測による系外銀河の研究
1980-1982	試験 2	6,300	高瀬 文志郎	大型写真乾板処理システムの開発
1980	試験 2	500	奥田 治之	軽量、高精度反射鏡の製作
1981	総合 B	3,000	小暮 智一	光学望遠鏡の基本性能と極限的観測条件の研究
1981-1982	一般 A	20,700	西 恵三	真空紫外 (斜入射) 領域に於ける絶対測光及検出器の絶対校正に関する研究
1981	一般 C	2,500	佐藤 修二	銀河系深部の赤外線源の物理状態の測光、分光観測
1981	試験 2	4,760	舞原 俊憲	天体遠赤外線の分光観測装置の開発
1981	奨励 A	850	渡辺 鉄哉	恒星紫外高分散分光観測の基礎研究
1982	総合 B	2,600	山下 泰正	天体からの光と赤外放射の検出装置の開発と光学望遠鏡の構造
1982-1983	一般 A	23,100	清水 実	高性能カセグレン分光器による微光天体の観測的研究
1982-1983	一般 B	6,400	野口 邦男	近・中間赤外測光・分光器の開発
1982-1983	一般 B	6,500	小暮 智一	固体素子撮像法による星間雲の表面測光
1982	一般 C	1,800	佐藤 修二	銀河系深部の赤外線源の赤外域偏光観測による磁場構造の研究
1982	奨励 A	800	村上 浩	銀経 351° ∼ 354°、銀緯 1° の近赤外線源の気球観測
1983-1984	一般 A	39,300	山下 泰正	フーリエ分光法による天体赤外スペクトルの研究
1983-1985	一般 A	36,000	松本 敏雄	赤外線による観測的宇宙論の研究
1983-1984	一般 B	6,300	奥田 治之	遠赤外原子・分子線を使った銀河構造の研究
1983-1984	試験 1	10,000	阪井 清美	スペースにおける天体赤外・遠赤外観測機器開発のための多目的フーリエ分光装置の試作
1984-1985	一般 B	6,700	磯部 しゅう三	星像改良を行った干渉計による星の視直径および二重星の角距離の決定
1984	一般 C	2,500	長谷川 博一	近赤外域掃天観測による暗黒星雲と星の生成領域の研究
1984	一般 C	1,800	高岸 邦夫	電荷結合素子 (CCD) を用いた天体観測用カメラの開発
1984-1985	試験 1	4,100	村上 浩	近赤外線検出器アレイの開発
1985-1986	一般 A	29,600	家 正則	CCD(固体撮像素子) による微光天体の測光・分光学的研究
1985-1986	一般 B	7,500	長谷川 博一	ハレー彗星の赤外線観測
1986-1988	一般 A	26,200	中村士	スペーステレスコープのためのデータ解析法に関する研究
1986-1988	一般 A	20,700	舞原 俊憲	高解像度赤外線観測による星生成領域と銀河中心核の内部領域の研究
1986-1987	一般 B	5,600	野口 邦男	一次元配列素子を用いた冷却グレーティング分光器の開発と天体赤外線スペクトルの観測
1986-1987	一般 B	6,700	佐藤 修二	星の生成領域における偏光現象の研究
1986	一般 C	2,000	村上 浩	1mm 波帯天体観測へのフーリエ分光器の応用

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1986-1987	試験 (1)	13,000	山下 泰正	大望遠鏡系の制御に関する試験研究
1987	総合 A	5,000	湯田 春雄	次期大型検出器の基礎研究
1987-1988	一般 B	7,600	家 正則	高感度低雑音カメラによる銀河の分光学的研究
1987-1989	一般 B	7,200	田中 培生	赤外二次元アレイ測光器による星形成領域の研究
1987	一般 C	1,600	中桐 正夫	多天体同時分光器による星団構造の研究
1987-1988	試験 (1)	22,200	成相 恭二	非球面を用いた明るい分光器用カメラの試作と検査
1987	海外学術	15,500	成相 恭二	ハワイ島マウナケア山頂北西地域における天文観測条件の調査研究
1988	総合 B	2,800	小暮 智一	大型望遠鏡による微光天体の精密観測法の研究
1988-1990	一般 B	11,600	石黒 正人	大型光学望遠鏡による回折限界像の形成法に関する研究
1988	一般 C	1,200	芝井 広	気球遠赤外観測による星間ショック領域の研究
1988-1989	試験 (1)	9,800	松本 敏雄	赤外線検出器の多素子化技術の開発
1988-1989	試験 (1)	7,400	磯辺 しゅう三	高速フーリエ変換のための空間光変調システムの実験開発・研究
1988	海外学術	3,500	家 正則	大型光学赤外線望遠鏡 (JNLT) 計画に関する海外調査
1988	海外学術	1,900	成相 恭二	ハワイ島マウナケア山頂北西地域における天文観測条件の調査研究
1988-1989	海外学術	5,300	奥田 治之	気球赤外線望遠鏡による銀画面の遠赤外線分光観測
1988-1990	海外学術	6,500	松本 敏雄	宇宙赤外線のロケット観測
1989	総合 B	1,200	奥田 治之	赤外線による銀河・宇宙の創成と進化の研究
1989-1990	一般 B	5,300	野口 邦男	赤外線分光観測による低温度星の研究
1989-1990	一般 C	1,600	馬場 直志	高空間分解能天体分光システムの開発
1989-1990	一般 C	2,600	谷口 義明	アダプティブ・オプティックスのための高速星像検出カメラの実験的研究
1989	一般 C	1,900	小林 行泰	宇宙研赤外線観測装置によるショックの構造と進化の研究
1989-1990	試験 (1)	9,400	小平 桂一	大型望遠鏡鏡面の高速制御システムの開発
1989	国際学術	4,000	家 正則	大型光学赤外線望遠鏡 (JNLT) 及びその観測装置計画に関する調査研究
1990	総合 B	1,700	磯辺 しゅう三	干渉法による高分解能新技術の開発とその天体観測への応用
1990-1993	一般 A	30,100	奥田 治之	[CII] 158μm 線による銀河構造の研究
1990-1992	一般 B	7,800	唐牛 宏	新型同時分光装置による銀河集団の運動の研究
1990-1991	一般 C	2,400	小林 行泰	宇宙研赤外線観測装置による銀河系磁場構造の研究
1990	一般 C	2,400	佐藤 紳司	ボロメーター・ペアによる超高感度赤外線検出システムの開発
1990-1992	一般 C	1,900	西村 史朗	天体画像解析システムの形成に関する研究
1990-1991	試験 A	36,700	牧田 貢	モザイク回折格子の試作研究
1990-1991	試験 B	7,400	関口 真木	大型モザイク CCD カメラの試作と画像再構成の研究
1991-1994	重点領域 (1)	35,400	舞原 俊憲	赤外線分光観測による星間塵の組成の研究
1991-1994	重点領域 (1)	50,700	佐藤修二	暗黒星雲における磁場構造の研究
1991-1992	重点領域 (2)	6,300	田中 培生	水素分子輝線イメージング観測による光解離領域の研究
1991	重点領域 (2)	2,900	金森 英人	半導体レーザーを用いた赤外天文観測のための高分解能分光検出システムの開発
1991-1992	重点領域 (2)	4,100	松原 英雄	高銀緯星間雲からの遠赤外 [C II] スペクトル線観測装置の開発
1991	重点領域 (2)	3,700	小倉 勝男	CCD シュミット望遠鏡観測によるハービック・ハロー天体の広域探査
1991-1994	重点領域 (2)	52,500	奥田 治之	気球による星間 C^+ 線の銀河面サーベイ
1991-1992	一般 B	6,600	舞原 俊憲	高赤方偏移銀河の赤外線分光観測
1991-1992	一般 C	2,000	馬場 直志	波面制御ファイバーフィード天体干渉計に関する研究
1991-1992	一般 C	1,800	市川 隆	近赤外線波長域での撮像観測に基づく距離基準銀河の基本構造の研究

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1991-1993	一般 C	2,000	山下 卓也	中間赤外線グレーティング分光器による星生成領域の構造と進化の研究
1991	奨励 A(萌芽)	800	松原 英雄	高感度積分型遠赤外線検出器系の開発
1991	奨励 A	800	中川 貴雄	遠赤外 [C II] スペクトル線イメージング分光観測
1991-1992	試験 B(1)	13,500	家 正則	アダプティブ・オプティクス (補償光学) 装置の試作研究
1991-1993	特別研究員	3,500	岩室 史英	OH 夜光除去スペクトログラフの開発
1991-1992	国際学術	12,000	奥田 治之	遠赤外 [C II] スペクトル線による銀河構造の研究
1992-1994	一般 A	21,000	家 正則	トモグラフィー (断層写真) 補償光学による高解像観測の研究
1992-1993	一般 B	6,800	芝井 広	二次元遠赤外カメラによる星間ガスの放射機構と形態の研究
1992	一般 C	1,900	野口 邦男	低温度星の赤外輻射スペクトルの観測的研究
1992-1993	一般 C	2,800	大谷 浩	スペクトロネビュラグラフによる標準的ガス星雲の詳細 3 次元分光観測
1992	一般 C	2,000	安藤 裕康	近赤外分光観測による激変星の研究
1992	奨励 A	900	三浦 則明	補償光学系により部分補償され多天体像からの高解像イメージング
1992	奨励 A	900	長田 哲也	赤外線分光観測による活動銀河核の研究
1992	試験 A	28,700	村木 綏	紫外領域用大口径イメージインテンシファイアーの開発
1992-1993	試験 B	6,400	馬場 直志	天体スペックル分光カメラの開発
1992-1994	試験 B	20,300	松本 敏雄	天体観測用中間赤外線検出器の開発
1992-1993	特別研究員	3,000	小林尚人	赤外線分光観測および分光偏光観測による銀河系内の星間塵の組成と進化の系統的研究
1992-1993	特別研究員	2,923	上野宗孝	近赤外線広域サーベイ観測に基づく銀河構造の解明
1993-1995	特別推進	320,000	福来 正孝	広領域宇宙地図の作製と宇宙論の実証的研究
1993	重点領域 (2)	1,400	上野 宗孝	近赤外線カメラによる銀河面内暗黒星雲のサーベイ
1993	重点領域 (2)	2,300	田中 培生	赤外シミュレータ搭載 10 分角カメラの設計・製作
1993	重点領域 (2)	3,700	片ざ 宏一	地上望遠鏡からの中間赤外線スペクトル観測のための基礎開発
1993	重点領域 (2)	1,500	長田 哲也	３ミクロン帯プリズム分光偏光観測による星形成領域の研究
1993	重点領域 (2)	1,200	渡部 潤一	ガンマ線バースターの光学観測の試み
1993-1994	総合 A	13,400	家 正則	擾乱媒質中の波動伝播と補償光学
1993	総合 B	1,800	奥田 治之	スペースからの赤外線観測による共同研究
1993-1994	総合 B	1,100	小平 桂一	「大望遠鏡の観測装置」国際会議にかかわる総合研究
1993-1995	一般 B	7,200	谷口 義明	近赤外グリズム分光システムの開発と輝線天体の観測的研究
1993-1994	一般 B	6,800	舞原 俊憲	銀河形成と初期進化の赤外線観測
1993-1994	一般 B	7,400	中川 貴雄	近傍星間雲の遠赤外線分光広域観測
1993-1994	一般 C	2,100	馬場 直志	位相シフトを利用した天体の高解像再生の研究
1993	奨励 A	1,000	長田 哲也	活動的銀河核の 3 ミクロン・バンプの観測的研究
1993	奨励 A	900	佐々木 実	マイクロレンズアレイ多瞳分光器による楕円銀河の撮像分光観測
1993-1995	試験 B(1)	19,000	佐藤 修二	低バックグラウンド放射赤外線望遠鏡の試作と評価
1993-1994	国際学術 (共同研究)	6,000	岡村 定矩	数値情報化された探査に基づく北天銀河地図の作成
1993-1995	国際学術 (大学間協力)	6,000	小平 桂一	大望遠鏡の観測装置の共同開発研究
1993-1994	特別研究員	2,600	柏川 伸成	モザイク CCD カメラによる宇宙大規模構造の研究
1993-1995	特別研究員	2,700	杉山 光児	恒星・惑星系の形成についての観測的研究と赤外線観測装置の開発
1993-1995	特別研究員	1,400	西原 英治	近赤外分光観測による活動銀河の研究
1994	総合 B	1,500	奥田 治之	スペースからの赤外線観測による共同研究

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1994-1996	一般 A	34,600	松本 敏雄	銀河ハローの赤外線観測
1994-1996	一般 A	32,200	奥田 治之	銀河面の遠赤外マルチラインサーベイ
1994-1995	一般 B	6,700	松原 英雄	中間赤外分光観測による明るい赤外銀河の放射機構の研究
1994-1995	一般 B	7,200	西村 徹郎	高分解能冷却型ファブリ・ペロー干渉器による中間赤外線撮像観測技術の開発
1994-1995	一般 C	2,100	野口 邦男	天体赤外線スペクトル観測による星周塵の構造進化の研究
1994	一般 C	1,600	安藤 裕康	新 CCD による広域スペクトル観測
1994	一般 C	2,100	佐々木 敏由紀	活動銀河核時間変動の偏光分光モニター観測による統一モデルの検証
1994	一般 C	1,800	小林 行泰	赤外線撮像観測による銀河進化と宇宙構造の研究
1994	一般 C	1,900	山下 卓也	広視野赤外カメラによる巨大分子雲全域の赤外輝線観測
1994	奨励 A	900	吉田 重臣	干渉フィルターによる銀河系内星雲の電離構造の研究
1994	奨励 A	1,200	平原 靖大	フーリエ変換赤外分光法による星間分子の振動回転スペクトルの観測的研究
1994-1995	試験 B	8,500	市川 伸一	天体画像データベースの構築と研究支援システムの開発
1994-1996	試験 B	11,000	尾中 敬	衛星搭載冷却赤外線望遠鏡を目標とした高精度軽量鏡の試作・開発
1994	特別研究員	900	加藤 太一	コンパクト天体における降着現象の観測的研究
1994-1997	特別研究員	5,000	臼田 知史	近赤外線スペクトル観測によるスターバースト銀河の研究
1994-1996	特別研究員	2,700	峰崎 岳夫	近赤外線での広帯域撮像測光による銀河の構造と進化の研究
1995-2001	COE 形成 (分担)	338,000	吉井 穣	初期宇宙の探求 ： 活動銀河核の多波長モニター観測による宇宙パラメータの決定
1995-1996	総合 A	4,700	浜部 勝	天文学用データ解析システムの総合研究
1995	総合 B	1,100	奥田 治之	スペースからの赤外線観測による共同研究
1995-1998	一般 A	33,900	佐藤 修二	動的スペクトル観測による星形成過程の研究
1995-1996	一般 C	2,100	馬場 直志	2 波長スペックルによる高空間分解能撮像法の研究
1995-1996	一般 C	2,300	高遠 徳尚	天文シーイングと局所大気ゆらぎの相関の測定
1995	一般 C (萌芽)	2,000	吉井 穣	活動銀河の多波長モニター観測による距離決定法
1995	一般 C	2,400	吉田 重臣	広視野 CCD カメラを用いた大規模星生成領域における前主系列星のディープサーベイ
1995	奨励 A	900	片ざ 宏一	原始惑星系円盤の中間赤外線分光観測
1995	奨励 A	1,200	平原 靖大	赤外アレイ検出器を用いた星間分子の高分解能振動回転スペクトル観測装置の開発
1995-1996	試験 B(1)	7,500	長田 哲也	全冷却広視野赤外線カメラの開発
1995-1996	試験 B	14,700	常田 佐久	高精度スペース光学望遠鏡の主要要素技術の開発
1995-1996	試験 B	7,500	舞原 俊憲	赤外線エッシェル型回折格子の開発
1995-1996	基盤 A (試験)	17,400	家 正則	究極の可視光検出器 (裏面照射大型薄膜 CCD) の試作
1995-1996	国際学術 (共同研究)	7,200	佐藤 修二	偏光を用いた星間微粒子の研究
1995-1996	国際学術 (共同研究)	6,200	舞原 俊憲	赤外線分光観測による初期宇宙における銀河形成過程の研究
1995	特別研究員	1,500	岩室 史英	OH 夜光除去スペクトログラフによる初期銀河の研究
1995-1997	特別研究員	2,700	宮田 隆志	中間赤外分光撮像装置の開発とそれによる星周ダストの観測研究
1996-1998	基盤 A	11,500	奥田 治之	スペース赤外線観測による銀河、星の形成と進化
1996-1998	基盤 A	26,600	芝井 広	大光度赤外線銀河の全光度の決定とエネルギー源の研究

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1996-1997	基盤 A (試験)	8,500	佐藤 修二	赤外線センサーの評価システム
1996-1997	基盤 B	6,500	舞原 俊憲	系外銀河ハローの赤外測光による質量分布の観測的検証
1996-1997	基盤 B	5,600	村上 浩	高感度天体観測用サブミリ波検出器の開発
1996-1997	基盤 B	6,800	松岡 勝	トランジェント天体観測用超広視野望遠鏡システムの開発
1996	基盤 C	2,100	片ざ 宏一	原始惑星系円盤の N バンド分光観測
1996	基盤 C	2,200	長田 哲也	銀河面で星間減光を強く受けた大質量星の探査
1996-1997	基盤 C	1,800	佐々木 敏由紀	大規模銀河偏光サンプルによる銀河磁場構造の研究
1996-1997	基盤 C	2,100	野口 邦男	漸近分枝星の進化と銀河内分布の観測的研究
1996	萌芽	1,700	吉澤 正則	光赤外線干渉計における超精密光学アンカー
1996	奨励 A	1,000	岩室 史英	宇宙初期における電波銀河の赤外線観測
1996	奨励 A	1,000	田村 元秀	低質量・低温の星の探索－褐色矮星の観測的研究
1996-1998	国際学術 (共同研究)	15,000	池内 了	広域銀河探査に基づく宇宙研究
1996-1998	国際学術 (共同研究)	14,400	海部 宣男	大望遠鏡の観測装置の共同開発研究
1996-1997	特別研究員	1,800	和田 武彦	近赤外線変光星サーベイによる銀河構造の解明
1996-1997	特別研究員	1,700	奥村 真一郎	電離水素領域の近赤外分光観測による大質量星形成過程の研究
1996-1998	特別研究員	2,700	友野 大悟	中間赤外線における地上高精度観測技術の開発とそれによるダストの観測
1996-1998	特別研究員	2,700	巻内 慎一郎	赤外銀河分光観測のための遠赤外線 2 次元圧縮型 Ge:Ga アレイ検出器の開発
1996-1998	特別研究員	3,600	西原 英治	近赤外多目的カメラによる高赤方偏移クェーサーの観測的研究
1997-1998	基盤 A	22,600	西村 徹郎	冷却ファブリ・ペロー干渉器と二波長同時カメラによる大望遠鏡の赤外線検出限界の追求
1997-1998	基盤 A (展開)	29,500	長田 哲也	天文観測用 InGaAs 二次元アレイ検出器の試作
1997-1998	基盤 B	8,700	市川 隆	近赤外線での撮像観測に基づく銀河の構造と進化の研究
1997-1998	基盤 B	11,900	長田 哲也	銀河系内 3.3 ミクロン輝線バンドの分布の研究
1997-2000	基盤 B	10,500	大谷 浩	高空間分解三次元分光にもとづく銀河活動の研究
1997-2000	基盤 B	13,700	満田 和久	マイクロマシーニング技術を応用した X 線・赤外線検出器の開発
1997-1999	基盤 B	10,100	中川 貴雄	遠赤外線分光観測による銀河中心領域での星間雲の状態と星生成活動の研究
1997-1999	基盤 B	11,200	田村 元秀	太陽系外の巨大惑星の直接検出に向けて
1997-1998	基盤 B (展開)	12,100	常田 佐久	高精度スペース光学望遠鏡の精密可動メカニズムの開発
1997-1999	基盤 B	13,500	佐々木 敏由紀	究極の透過型回折格子 (グリズム) の試作
1997-1998	基盤 C	3,100	岩室 史英	遠方宇宙における初期形成銀河の赤外線分光観測
1997-1998	奨励 A	2,000	川田 光伸	衛星搭載を目指した撮像型遠赤外線フーリエ分光器の開発
1997-1998	奨励 A	2,600	西川 淳	光赤外干渉計用遅延線の加速度抑制方法の研究
1997	特別研究員	900	今西 昌俊	近赤外線分光観測による活動銀河核の研究
1997-1999	特別研究員	2,700	本原 顕太郎	すばる OHS 用、冷却赤外分光カメラ CISCO の開発的研究
1998-2001	特定領域 A (計画)(1)	48,800	芝井 広	金属欠乏状態星間物質の遠赤外観測
1998-2001	特定領域 A (計画)(2)	95,800	佐藤 修二	高解像度赤外線観測によるマゼラン雲中の星団形成の研究
1998-2001	特定領域 A (計画)(2)	70,500	林 正彦	赤外線カメラによる星・惑星系形成領域の研究

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1998-2001	基盤 A(1)	24,300	谷口 義明	すばる望遠鏡による銀河の形成と進化の観測的研究
1998-2001	基盤 A	35,100	吉井 穣	活動銀河核の多波長モニター観測による距離の決定
1998-2001	基盤 A	33,000	佐藤 弘一	光赤外干渉計による恒星・恒星周辺現象の精密観測に関する研究
1998-2000	基盤 A (展開)(1)	12,700	芝井 広	高感度センサー用極低温電子回路の試作研究
1998-2000	基盤 B	13,500	土居 守	マルチ・スキャン型ファブリ・ペローによる多天体分光撮像
1998-2000	基盤 B	13,400	尾中 敬	赤外線衛星搭載用中口径冷却シリコンカーバイド軽量鏡の開発
1998-2000	基盤 B (展開)	11,000	松原 英雄	冷却中間赤外カメラ用高性能レンズの開発
1998-1999	基盤 C	4,000	関口 真木	近赤外観測による銀河系内のセファイド変光星の距離の精密決定
1998-1999	基盤 C	3,400	村上 浩	高分子材料を用いた軽量光学系の基礎開発
1998-2000	基盤 C	3,000	吉田 篤正	広視野望遠鏡による γ 線バースト afterglow の可視光観測
1998	基盤 C (企画調査)	2,900	芝井 広	赤外線銀河計数による銀河スケール星生成史の研究
1998	基盤 C (企画調査)	2,900	松本 敏雄	次期赤外線天文衛星の概念設計
1998-1999	奨励 A	2,400	平原 靖大	分子分光学的手法による惑星系始源物質の蒸発素過程に関する研究
1998-1999	奨励 A	2,300	菅井 肇	マイクロレンズアレイを用いた近赤外線三次元分光器の製作
1998-1999	奨励 A	2,500	宮崎 聡	広視野 CCD カメラの開発及び重力レンズ効果を利用した深宇宙探査
1998-1999	国際学術	8,200	吉井 穣	活動銀河核の多波長モニター観測による距離の決定
1998-1999	国際学術 (共同研究)	3,700	舞原 俊憲	すばる望遠鏡による赤外ディープサーベイの共同観測
1998-1999	特別研究員	1,800	中島 浩二	補償光学系を用いた観測における画像処理及びデータ解析法の開発
1999-2001	基盤 A	34,800	芝井 広	近傍銀河星間物質の遠赤外分光観測による診断
1999-2000	基盤 A	28,000	海部 宣男	すばる望遠鏡の次世代観測装置の国際共同開発研究
1999-2001	基盤 B	13,600	尾中 敬	系外銀河の中間赤外線スペクトルと中間赤外有機物バンドの定量的研究
1999-2000	基盤 B	15,100	佐藤 修二	広波長帯偏光撮像によるフロキュラントな渦巻き銀河の研究
1999-2001	基盤 B	8,100	岩室 史英	多天体赤外ファイバー分光システムの開発と銀河形成の観測的研究
1999-2000	基盤 B	4,300	佐藤 修二	マゼラン望遠鏡赤外線サーベイ計画
1999-2001	基盤 B	6,600	池内 了	スローン・デジタル・スカイ・サーベイによる天文学研究
1999-2001	基盤 B (展開)	9,600	市川 隆	近赤外線モザイクカメラの開発
1999-2001	基盤 C	3,800	川田 光伸	高波数分解能を目指した遠赤外線冷却フーリエ分光観測装置の開発
1999-2001	基盤 C	1,900	佐々木 実	マイクロレンズアレイ多瞳分光器による惑星状星雲の撮像分光観測
1999-2000	基盤 C	2,900	市川 伸一	大規模天体画像データの高効率解析法の研究
1999-2000	基盤 C	3,400	村上 浩	高分子材料を用いた軽量光学系の基礎開発
1999	基盤 C (企画調査)	2,300	家 正則	8m 級望遠鏡による 21 世紀の天文学
1999-2000	萌芽	2,200	大谷 知行	超伝導トンネル接合素子を用いた可視光 1 光子分光検出器の基礎開発

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1999-2000	奨励 A	2,200	峰崎 岳夫	近傍活動銀河核の可視・赤外線同時モニター観測によるダストトーラスの構造の解明
1999-2000	奨励 A	2,000	土井 靖生	遠赤外線多素子検出器の開発
1999-2000	奨励 A	2,300	金田 英宏	宇宙観測用半導体 Ge:Ga 検出器の遠赤外線応答特性の研究
1999-2000	奨励 A	2,200	小林 尚人	銀河系最外縁における星生成と銀河回転曲線の研究
1999-2001	特別研究員	2,700	古澤 久徳	15 色同時撮像カメラによる銀河のスペクトルエネルギー分布の研究
1999-2001	特別研究員	4,100	度會 英教	ASTRO-F 搭載近中間赤外カメラの開発と中間赤外による銀河中心分光サーベイ
1999-2000	特別研究員	1,800	村上 浩	ASTRO-F 計画における銀河サーベイ計数観測の観測戦略の研究
2000-2002	基盤 A	40,300	関口 真木	スローン・デジタル・スカイサーベイによる銀河天文学
2000-2003	基盤 A	22,900	田村 元秀	星形成領域における円偏光と生命のホモカイラリティー
2000-2001	基盤 B	15,700	川良 公明	南天 CCD サーベイによる高赤方偏移クエーサーの探索および銀河形成進化の観測的研究
2000-2002	基盤 B	16,500	小池 千代枝	宇宙塵候補物質の遠赤外での光学的性質の測定と赤外線天文学への応用
2000-2002	基盤 B	12,700	中川 貴雄	銀河中心領域の広域にわたる高い空間分解能での遠赤外線分光観測
2000-2002	基盤 B	14,900	松原 英雄	ミリ波広域分光観測による宇宙初期の星生成史の解明
2000-2002	基盤 B	16,400	大谷 知行	超伝導トンネル接合素子を用いた紫外線 1 光子分光検出器の開発
2000-2002	基盤 B	12,500	河合 誠之	ガンマ線バースト即時観測用ロボット望遠鏡システムの開発
2000	萌芽	2,000	西川 淳	すばる望遠鏡を他の大型望遠鏡と光学的に結合する光学素子の研究
2000-2001	奨励 A	2,100	石垣 剛	厚いホログラムを利用した天体観測用回折格子の開発
2000-2001	奨励 A	2,500	平原 靖大	DIB の解明のための炭素クラスター負イオンのレーザー誘起蛍光分光
2000-2001	特別研究員	2,000	長嶋 千恵	近赤外 3 色同時撮像カメラ SIRIUS による銀河中心近傍の球状星団の探索
2000-2002	特別研究員	3,000	永山 貴宏	赤外 3 色カメラによる銀河アトラスの作成
2000-2001	特別研究員	1,700	尾中 敬	銀河星間物質の中間赤外線による研究と赤外線カメラ (IRC) の開発
2000-2002	特別研究員	3,900	中島 康	近赤外線サーベイによるマゼラン星雲における星団形成の研究
2001-2003	基盤 A	44,070	尾中 敬	衛星搭載用大口径軽量冷却望遠鏡の開発
2001-2003	基盤 B(展開)	10,600	馬場 直志	幾何学的位相変調によるナル干渉計の開発
2001-	基盤 B (海外学術)	12,600	長田 哲也	南天の銀河面の高解像赤外線探査
2001-2003	基盤 C	3,700	廣田 朋也	光赤外線望遠鏡用撮像装置の開発と VERA 観測天体の長期間多波長モニター
2001-2003	基盤 C	2,500	泉浦 秀行	超高分解能光学域スペクトルに基づく赤色巨星の質量放出の研究
2001-2002	基盤 C	1,800	郷田 直輝	高精度アストロメトリ観測で解き明かす銀河の構造と形成
2001-2002	奨励 A	2,000	土井 靖生	遠赤外線大規模 2 次元アレーの基礎開発
2001-2002	奨励 A	2,200	大坪 政司	軽量可変形鏡の開発
2002-2006	特別推進	451,000	家 正則	レーザーガイド補償光学系による遠宇宙の近赤外高解像観測
2002-	学術創成	173,700	河合 誠之	ガンマ線バーストの迅速な発見、観測による宇宙形成・進化の研究
2002-2003	基盤 A	39,600	芝井 広	宇宙観測アレイセンサー用高機能極低温電子回路の製作
2002-	基盤 A	34,400	舞原 俊憲	光ファイバーによる多天体面分光型スペクトログラフの開発と銀河形成史の研究

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
2002-	基盤 A	42,200	吉田 道利	超広視野赤外カメラによる短周期ミラ型星の完全サーベイ
2002-	基盤 A	38,500	小林 行泰	新動作モードに対応した赤外線アレイ検出器の開発
2002-	基盤 A (海外学術)	23,100	吉井 穣	活動銀河核の新しい距離測定法の確立と宇宙論的パラメータの測定
2002-	基盤 B	14,400	市川 隆	近赤外線撮像多天体分光観測装置の開発と high-z 領域での階層構造進化の研究
2002-	基盤 B	13,500	安藤 裕康	すばる望遠鏡を用いた太陽系外惑星の直接探査
2002-2003	基盤 C	3,200	杉谷 光司	最も近い星形成領域における T タウリ型星の系統的サーベイ
2002-	基盤 C	3,200	中島 紀	褐色矮星の系統的探索
2002-2003	若手 B	4,000	本原 顕太郎	赤外線狭帯域フィルタセットによる高赤方偏移電波銀河の輝線雲の研究
2002-2003	若手 B	3,400	和田 武彦	スペース天文用赤外線画像センサ開発のための基礎研究
2003-2007	特定領域 (計画)(2)	144,200	長田哲也	純回転輝線の観測による星間空間中の温かい水素分子数の決定
2003-2007	特別推進	160,000	芝井 広	遠赤外線干渉計を用いた高解像撮像による星形成現象の詳細研究
2003-2006	基盤 A	26,700	土居 守	Ia 型超新星分光測光サーベイによる宇宙膨張の精密測定
2003-2006	基盤 A	25,870	中川 貴雄	スペース赤外線観測で探る惑星系の進化：円盤から惑星へ
2003-2006	基盤 A (海外学術)	21,000	川良 公明	東京大学アタカマ天文台 6.5m 望遠鏡最適地のための大気赤外線環境の調査
2003-	基盤 B	9,900	谷口 義明	近赤外深宇宙探査による宇宙の暗黒時代と宇宙再電離源の研究
2003-	基盤 B	10,600	長田 哲也	南アフリカ 1.4m 望遠鏡による赤外線での銀河中心サーベイ
2003-2004	基盤 B	16,200	宮崎 聡	超広視野カメラ HyperSuprime によるダークマター分布探査
2003-	基盤 B	11,700	郷田 直輝	近赤外線高精度位置天文観測のための新手法の研究
2003-2004	基盤 C	3,200	菅井 肇	面分光を用いたライナー輝線領域の研究
2003-2004	若手 B	3,800	宮田 隆志	実験室におけるダスト放射測定システムの開発
2003-2004	若手 B	3,200	金田 英宏	宇宙観測用半導体 Ge:Ga アレイ遠赤外線検出器の過渡応答メカニズムの全容解明
2003-2004	若手 B	3,700	恵藤 浩朗	究極の宇宙望遠鏡用ミラー (大型 SiC 超軽量ミラー) の開発
2003-2004	若手 B	3,600	鳥居 研一	ガンマ線バーストの早期残光観測
2004-	特定領域 A (計画)(2)	73,400	尾中 敬	遠・中間赤外線観測による星周円盤ダスト進化の解明
2004-	特定領域 A (計画)(2)	47,300	田村 元秀	光赤外大口径望遠鏡・干渉計による原始惑星系円盤の観測と系外惑星探査
2004-	特定領域 A (計画)(2)	28,600	村上 浩	系外黄道光観測に向けた赤外線検出器技術の開発
2004-2007	基盤 A	11,100	松原 英雄	超極赤銀河の多波長探査による銀河進化の研究
2004-	基盤 B	5,600	田村 元秀	広域赤外線掃天観測による星の質量の起源の解明：星形成領域における IMF
2004-	基盤 C	1,600	有本 信雄	楕円銀河の形成現場の直接的検証とその起源の解明
2004-	基盤 C (企画調査)	4,510	中川 貴雄	赤外線天文衛星 ASTRO-F による星形成史解明のための国際共同研究
2004-	基盤 C	1,100	上野 宗孝	宇宙における超微弱光検出用赤外線検出器の開発
2004-	若手 A	10,600	小林 尚人	新型赤外線高分散分光器による高赤方偏移における銀河間物質の進化の研究
2004-	若手 B	1,900	峰崎 岳夫	可視赤外線精密モニター観測による活動銀河核のダストトーラスの研究
2004-	若手 B	2,400	永田 伸一	極端紫外線領域の偏光変調器の開発

年度	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
2004-	特別研究員	1,000	栗田 光樹夫	新技術による超軽量・廉価な望遠鏡架台の開発

A.4.2 その他

年度	交付機関など	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
1991	名古屋大学	基盤重点設備費	63,139	松本敏雄	スペースアストロノミー設備
1992	東レ科学技術振興財団研究助成		17,000	岡村 定矩	広視野モザイク CCD カメラによる宇宙構造と銀河進化の研究
1993	東京大学	特定研究経費	5,700	市川 隆	大型赤外線撮像装置の開発と近傍銀河の構造と進化の研究
1994-1996	総研大	グループ研究	24,930	家 正則	波面補償光学とその応用
1996	国立天文台	共同開発研究	?	吉井 穣	MAGNUM 広視野 CCD カメラによる重力レンズ効果を用いた深宇宙探査
1993	東京大学	基盤重点設備費	9,700	岡村 定矩	多波長観測による銀河進化
1996-1997	国立天文台	共同開発研究経費	6,580	市川 隆	近赤外線モザイクカメラの開発
1997-2000	東レ科学技術振興財団研究助成		20,000	吉井 穣	活動銀河核の多波長モニター観測による距離の決定
1998	東北大学	大学院重点特別経費	17,000	市川 隆	超大型赤外線撮像装置による宇宙論研究
1998-2000	国立天文台	すばる R&D 経費	10,000	岩室 史英	OHS ファイバー分光器
1999	東北大学	教育基盤設備充実経費	9,480	市川 隆	近赤外線広域天体撮像システム
1999	東北大学	理工系教育高度化設備費	14,000	市川 隆	天文教育用ネットワーク望遠鏡
1999-2001	住友財団基礎科学研究助成		2,500	西川 淳	すばる望遠鏡を他の大型望遠鏡と光学的に結合する技術の開発
2000-2001	日本学術振興会	未来開拓 FS 研究	90,061	芝井 広	次世代フォトン計測センサーの試作
2000-2002	三菱財団自然科学研究助成		8,000	土居 守	ダイクロイックミラー型分光器による高効率天体観測の研究
2000	国立天文台	共同開発研究	2,200	馬場 直志	偏光干渉法に基づくナル干渉計の開発
2001-2003	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	9,450	尾中 敬	中間赤外線分光素子の開発
2001-2003	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	8,600	土井 靖生	天文観測用遠赤外線キロピクセルカメラの開発
2001-2003	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	2,200	芝井 広	超低消費電力極低音読み出し回路の開発
2001-2003	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	5,650	松浦 周二	テラヘルツ帯における超広帯域ヘテロダイン検出システムの開発
2001	国立天文台	共同開発研究	2,100	馬場 直志	液晶による干渉型ステラコロナグラフの開発
2001	名古屋大学	大学院最先端設備費	105,000	芝井　広	高精度観測機器開発システム
2002-2004	科学技術振興調整費		159,304	松本 敏雄	スペース・オプティクスの広域展開
2002-2004	科学技術振興調整費		46,239	家 正則	スペース・オプティクスの広域展開
2002-2004	科学技術振興調整費		16,254	尾中 敬	スペース・オプティクスの広域展開
2002-2003	国立天文台	共同開発研究	2,030	杉谷 光司	広視野グリズム分光撮像装置への VPH グリズムの実用化研究
2002	国立天文台	大学支援経費	3,000	岩室 史英	岡山における近赤外 tip-tilt 評価試験

年度	交付機関など	種別	予算額 (千円)	研究代表者	タイトル
2002-2004	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	12,000	常田 佐久	C/C 複合材料鏡の開発
2002	大幸財団	学術助成	4,100	杉谷 光司	最も近い星形成領域における T タウリ型星の系統的サーベイ
2003	国立天文台	共同開発研究	2,550	岩室 史英	大型ハニカム鏡制御法の開発
2003	国立天文台	大学支援経費	7,000	岩室 史英	ハニカムセグメント鏡制御試験
2003	国立天文台	大学支援経費	2,000	馬場 直志	太陽系外惑星の直接探査用ナル干渉装置の開発
2003-	東レ科学技術振興財団研究助成		10,000	郷田 直輝	銀河系とは何か? ∼6 次元位相空間分布の高精度観測のための基礎開発 ∼
2003	住友財団基礎科学研究助成		1,500	杉谷 光司	最も近い星形成領域の T タウリ型星の系統的サーベイ
2004-	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	3,080	田村 元秀	スペース・ステラーコロナグラフの開発
2004-	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	3,120	金田 英宏	BIB 型ゲルマニウム遠赤外線検出器の国内開発実現に向けての基礎実験
2004-	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	1,500	片ざ 宏一	回折限界イメージスライサーの開発
2004-	宇宙科学研究所	搭載機器基礎開発費	2,650	高橋 幸弘	小型衛星搭載用・惑星専用宇宙望遠鏡のための光学基礎技術開発
2004	国立天文台	共同開発研究	1,000	岩室 史英	分割鏡位置制御試験システムの開発
2004	国立天文台	共同開発研究	2,250	馬場 直志	太陽系外惑星を直接分光する装置の開発
2004	国立天文台	共同開発研究	3,440	高橋 英則	冷却チョッパーに用いる高精度低温アクチュエータの開発実験
2004	国立天文台	共同開発研究	2,600	本原 顕太郎	次世代多天体分光器用マクロシャッタアレイの開発
-	企業寄付金		100,000	吉井 穣	MAGNUM 望遠鏡運用

A.5 日本の天文学界の執行予算推移，欧米との比較

A.5.1 主要各国の宇宙開発予算

国名	人口	GNP	宇宙開発予算	国民あたり	対 GNP 比	備考
	千人	百万ドル	百万ドル	ドル	%	
ESA (15ヶ国)	380,107	8,893,974	4,433	11.7	0.050	2002 年[1]
オーストラリア (CSIRO)	19,730	398,157	426	21.6	0.107	1999 年[2]
日本 (JAXA)	127,654	3,983,495	2,460	19.3	0.062	概算値
韓国 (KARI)	47,700	476,689	1.35	0.03	0.0003	2003 年[3]
カナダ (CSA)	31,510	735,965	195	6.2	0.026	1999 年[4]
アメリカ合衆国 (NASA)	294,043	10,445,600	14,500	49.3	0.139	2002 年

A.5.2 主要各国の天文学予算

国名	人口	GNP	天文学研究予算	国民あたり	GNP 比	備考
	千人	百万ドル	百万ドル	国民あたり	%	
イタリア	57,423	1,184,171	240	4.2	0.02	1999 年[5]
フランス	60,144	1,431,204	278	4.6	0.02	1999 年[5]
ドイツ	82,476	1,984,002	295	3.6	0.01	1999 年[5]
オーストラリア	19,730	398,157	21	1.1	0.005	1999 年[5]
カナダ	31,510	735,965	22.7	0.7	0.003	1999 年[5]
英国	59,251	1,566,787	110	1.9	0.007	2000 年[6]
日本	127,654	3,983,495	120	0.9	0.003	2002 年[7]
アメリカ合衆国	294,043	10,445,600	1649	5.6	0.02	2004 年[8]

[1] http://www.esa.int/esaCP/GGG4SXG3AEC_index_0.html
[2] http://spaceinfo.jaxa.jp/db/kaihatu/kikan/kikan_j/csiro_a_j.html
[3] http://www.kari.re.kr
[4] http://spaceinfo.jaxa.jp/db/kaihatu/kikan/kikan_j/csa_a_j.html
[5] http://www.casca.ca/lrp/ch3/en/chap314.html
[6] http://www.nmm.ac.uk/site/request/setTemplate:singlecontent/contentTypeA/conWebDoc/contentId/2418
[7] 科研費、国立天文台予算、 ASTRO-F、SOLAR-B の総計
[8] NSF($204M)+NASA($1445M): http://www.aaas.org/spp/rd/05pch15.htm

A.5.3 OECD 加盟国別科学技術予算

国名	人口	GNP	R&D 歳出			R&D 執行		
			総額	企業	政府	企業	大学	政府
	千人	百万ドル	百万ドル	%	%	%	%	%
スウェーデン	8,877	240,313	10,221	71.9	21.0	77.6	19.4	2.8
フィンランド	5,207	131,498	4,761	69.5	26.1	69.9	19.2	10.4
デンマーク	5,364	172,046	3,962	61.5	28.0	69.3	23.1	7.0
ベルギー	10,319	245,624	6,053	64.3	21.4	73.7	19.2	6.0
ルクセンブルク	453	20,986	364	91.0	7.7	92.6	0.2	7.1
オランダ	16,149	417,843	8,684	51.8	36.2	58.2	27.0	14.2
アイルランド	3,956	122,481	1,317	66.0	22.5	69.7	22.4	7.9
ハンガリー	9,877	51,833	1,446	29.7	58.5	35.5	25.2	32.9
チェコ共和国	10,235	69,507	2,001	53.7	42.1	61.1	15.6	23.0
スロバキア共和国	5,402		381	53.6	44.1	64.3	9.1	26.6
ポーランド	38,588	189,276	2,434	31.0	61.1	21.4	33.5	44.9
イタリア	57,423	1,184,171	16,351	43.0	50.8	49.1	32.6	18.4
フランス	60,144	1,431,204	36,678	54.2	36.9	62.2	19.5	16.9
ドイツ	82,476	1984,002	54,284	65.1	32.1	69.1	17.1	13.8
オーストリア	8,116	204,028	4,616	40.8	40.4	63.6	29.7	6.4
ポルトガル	10,062	121,664	1,775	31.5	61.0	34.4	35.6	19.8
スペイン	41,061	635,115	9,387	48.9	39.1	54.6	29.8	15.4
ギリシア	10,976	132,788	1,210	29.7	46.9	32.7	44.9	22.1
英国	59,251	1,566,787	31,037	45.7	26.9	67.0	22.6	8.9
EU25ヶ国	453,387	8,921,166	198,597	55.4	34.7	64.0	21.5	13.6
アイスランド	289	8,449	253	46.2	34.0	57.2	16.1	24.5
トルコ	71,325	183,120	2,910	42.9	50.6	33.4	60.4	6.2
スイス	7,169	267,419	5,507	69.1	23.2	73.9	22.9	1.3
ノルウェー	4,533	169,779	2,598	51.6	39.8	57.4	26.8	15.8
オーストラリア	19,730	398,157	7,810	46.3	45.7	47.5	26.8	22.9
ニュージーランド	3,876	58,550	978	37.1	46.4	36.5	30.3	33.2
日本	127,654	3,983,495	106,838	73.9	18.2	74.4	13.9	9.5
韓国	47,700	476,689	23,550	72.2	25.4	74.9	10.4	13.4
カナダ	31,510	735,965	18,447	44.3	34.0	53.7	34.9	11.2
メキシコ	103,457	637,200	3,565	29.8	59.1	30.3	30.4	39.1
アメリカ合衆国	294,043	10,445,600	284,584	63.1	31.2	68.9	15.8	3.0
合計			648,988	62.3	29.9	68.0	18.1	11.0

2010年代の光赤外天文学

将来計画検討報告書

2005年3月10日 印刷
2005年3月20日 発行

発行者 光赤外天文学将来計画検討会検討報告書編集委員会
編集委員長 家 正則 (国立天文台)
編集委員 本原 顕太郎 (東京大学)
児玉 忠恭 (国立天文台)
土居 守 (東京大学)
千葉 柾司 (東北大学)
中川 貴雄 (JAXA)
郷田 直輝 (国立天文台)
田村 元秀 (国立天文台)

印刷所 株式会社 ワークワン
〒229-1124 神奈川県相模原市田名 10213-6
Tel. 042-778-6765
表紙デザイン 馬淵 晃 (馬淵デザインオフィス)
http://www1.odn.ne.jp/mdo/
Tel. 03-3351-3748