

2010年代の光赤外天文学 (サイエンス編)

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

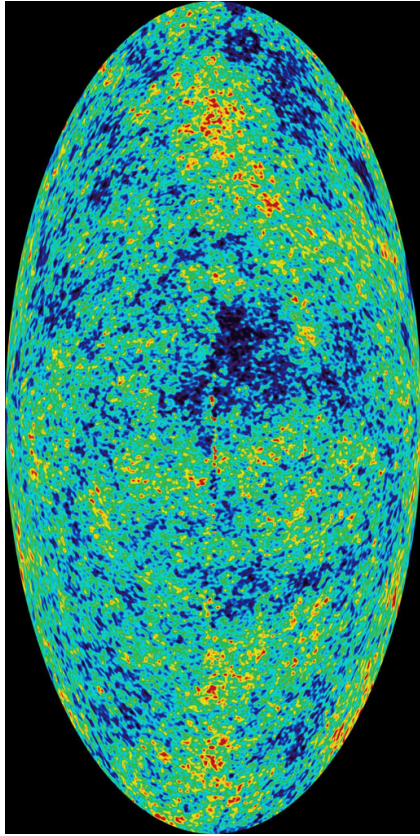


図 58: WMAP 衛星による宇宙マイクロ波背景放射全天温度分布（最初の一年間の観測結果）。宇宙誕生後 38 万年の姿であり、この温度揺らぎと起源を同じくする密度揺らぎがこの後 137 億年かけて成長し現在の宇宙大規模構造となった。赤が高温、青が低温の領域を表している。NASA/WMAP チーム提供。(67 ページ)

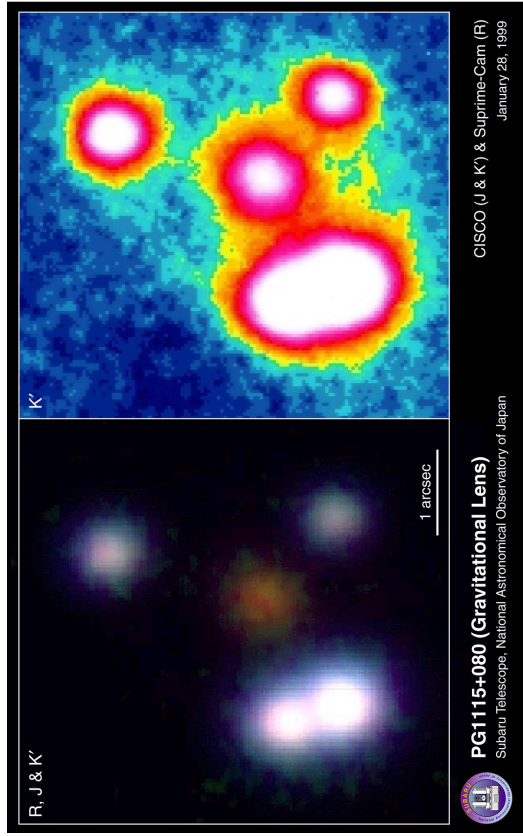


図 59: ずばる望遠鏡による多重像クエーサー (PG1115+080)。約 100 億光年かなたにあるクエーサーからの光線が、約 30 億光年の距離にある銀河 (中心の赤い銀河) に重力レンズ効果によって曲げられ、同じクエーサーがいくつにも分裂して見える。左のパネルは可視光と赤外線画像を合成したもので、レンズとして働いているのが中心にある赤っぽい銀河であり、その周囲に重力レンズ効果で分裂した 4 個のクエーサー像が見える。右のパネルは広げた淡い光を強調したもので、淡い光はリング状に分布している。並び方によっては、重力レンズ効果によってこのようなリングも観測される。(77 ページ)



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)

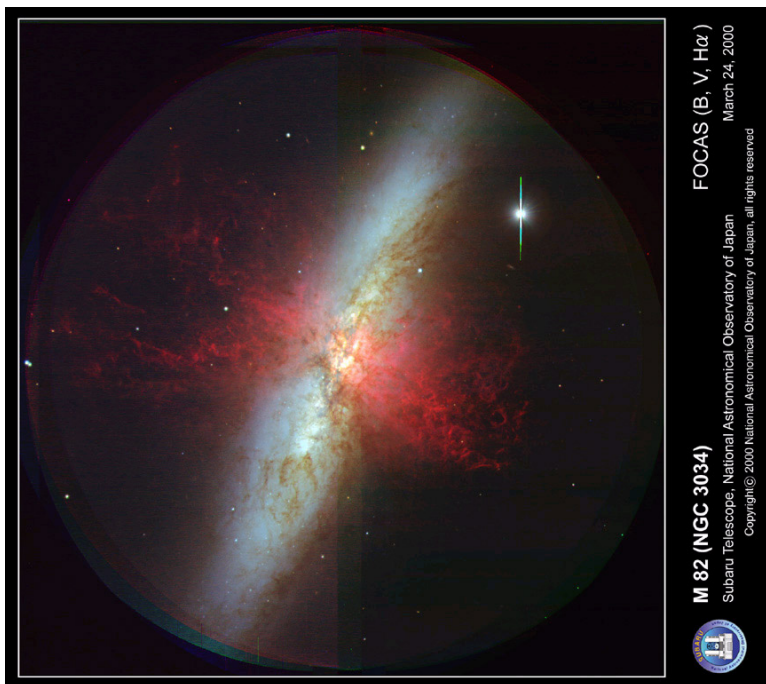


図 61: すばる望遠鏡によって撮られた、不規則銀河 M82 の銀河から噴き出す真紅の光。図の中心から左上と右下の方向に青白く輝く部分が星の集団の銀河である。この銀河に垂直な方向に広がるフィラメント状の赤い部分は、電離した水素ガスが放つ赤い光の $H\alpha$ 線である。これらの広がり、銀河の中心からそれぞれの方向に 1 万光年以上にわたる。銀河中心部における活発な星生成 (スターバーストと呼ぶ) や超新星爆発により、高温の電離した水素ガスが銀河の外側まで噴出し $H\alpha$ 線として見えている、と解釈されている。このような現象は「スーパーウィンド」と呼ばれており、銀河内の物質を銀河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

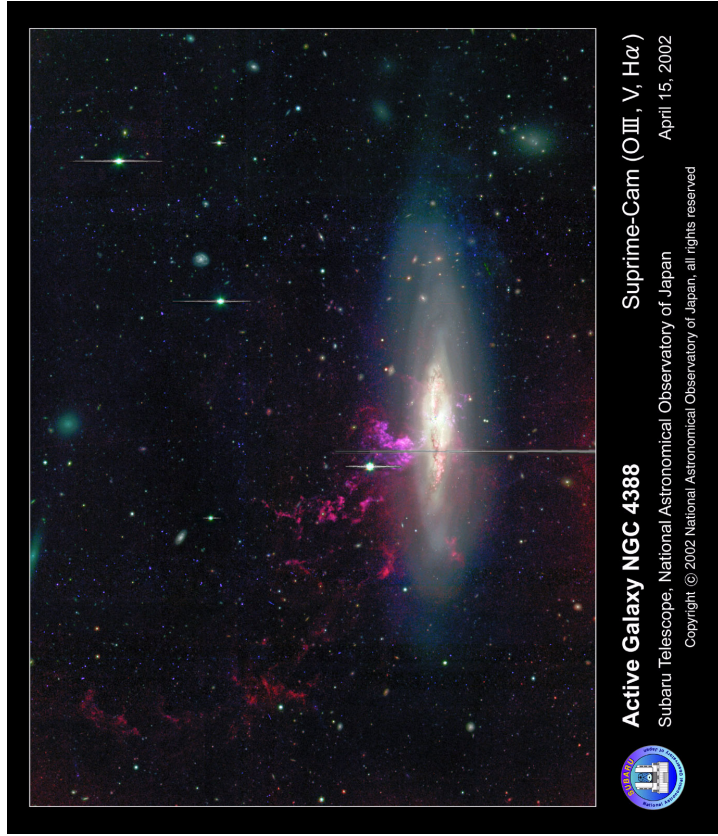


図 62: ずばる望遠鏡の主焦点カメラで撮られた、NGC4388 という活動銀河の周りに約 11 万光年もの距離で広がる電離した水素の巨大ガス雲（銀河の中心から左上の方向に広がる紫色や赤色に見えているところ）。この巨大水素ガス雲の起源として考えられるのは、この銀河が属するおとめ座銀河団の中に存在していた高温のガスと、NGC 4388 銀河とが衝突することにより、銀河内にあったガスがはぎ取られたというものや、NGC 4388 が周囲にある小さい銀河（わい小銀河）を飲み込んだ際に、わい小銀河からガスが飛び出したというものである。（§ 3.4 参照）

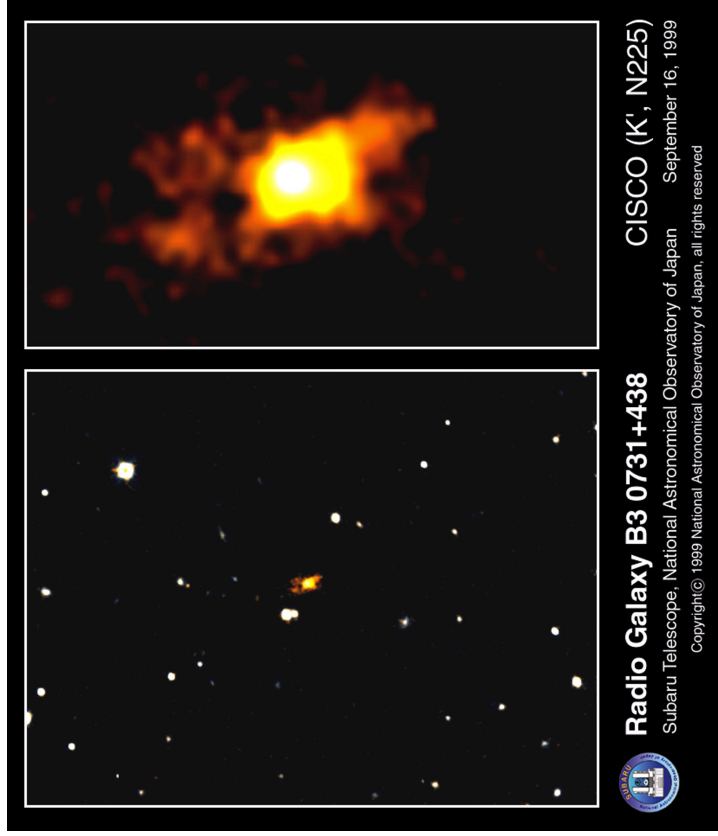


図 63: 地球から 92 億光年離れた電波銀河 B3 0731+438 の活動銀河核は、相対する 2 方向にジェットと呼ばれるガスなどの物質を毎秒数千キロメートルもの猛スピードで吹き出しており、その方向にだけ周りを覆うガスや塵の雲に穴が開いている。ずばる望遠鏡の近赤外線観測により、この穴からもれ出る活動銀河核の強力な紫外線により周囲の水素のガスが励起されて輝いている様子が初めて鮮明に捉えられた。その姿は、2 本の腕がそれぞれ 2 方向に伸びたような特異な形をしていることがわかる。これは電波銀河を取り囲む水素のガス中をジェットが突き抜けた際、ガスが押しやられて円錐形に空洞ができていたと考えられ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

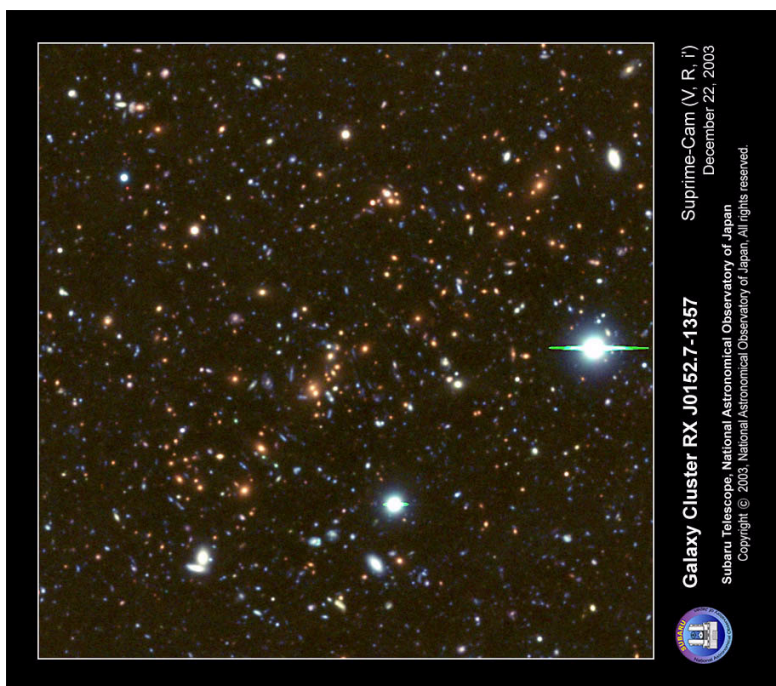


図 64: すばらが撮影した、宇宙年齢が現在の約半分の時代 (約 70 億年前) の大型銀河団 RXJ0152.7-1357 の中心部の姿。画像の一边は銀河団に属する銀河で、主によそ 450 万光年。赤く見える銀河の大半は、この銀河団に属する銀河で、主に 3 つの塊になって存在し、それらが北東 (画像の左上) から南西 (右下) の方向に鎖状に連なっている。これは、銀河の塊がこのような鎖状構造に沿って重力で引き合って集まり合体し、より大きなシステムへと進化していくという、まさに巨大銀河団の形成現場を見ていると考えらる。すばる望遠鏡では、その広視野 (30 分角) というユニークな特性を利用して、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)

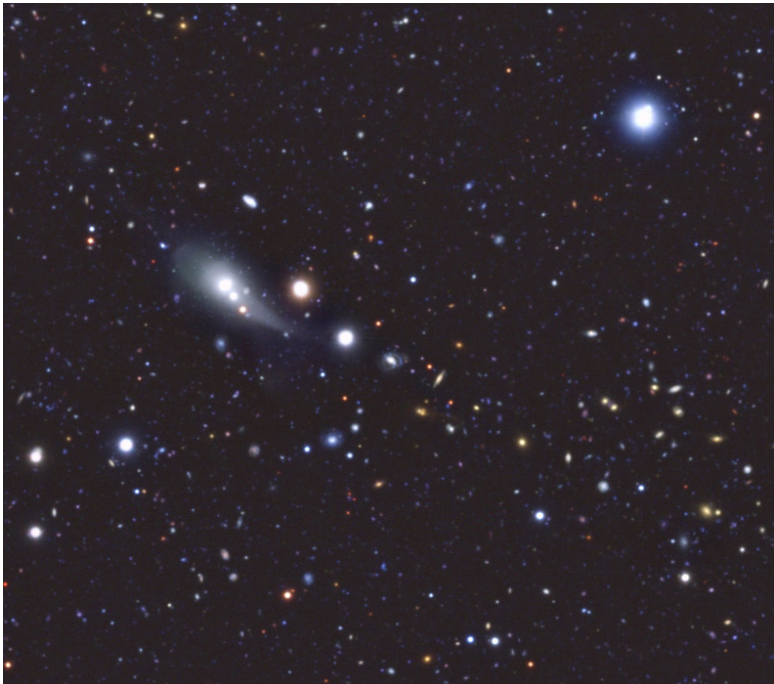


図 66: すばる・XMM-Newton・ディープ・サーベイ (SXDS) フィールドの一部の拡大図。これはすばる望遠鏡観測所プロジェクトとして行なわれている国際共同型の大規模な多波長観測プロジェクトである。すばるの広視野カメラで 5 視野分を合成し、1.2 平方度の領域の深い撮像データがすでに取得されている。この図はその内の極一部分を拡大したもので、涙型の銀河が綺麗に写っている。このプロジェクトでは、既にさまざまな波長のデータが揃いつつあり、今後拡大が期待されている。その例を挙げると、X 線 (XMM-Newton)、紫外線 (GALEX)、近赤外線 (UKIRT)、中間赤外線 (Spitzer)、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

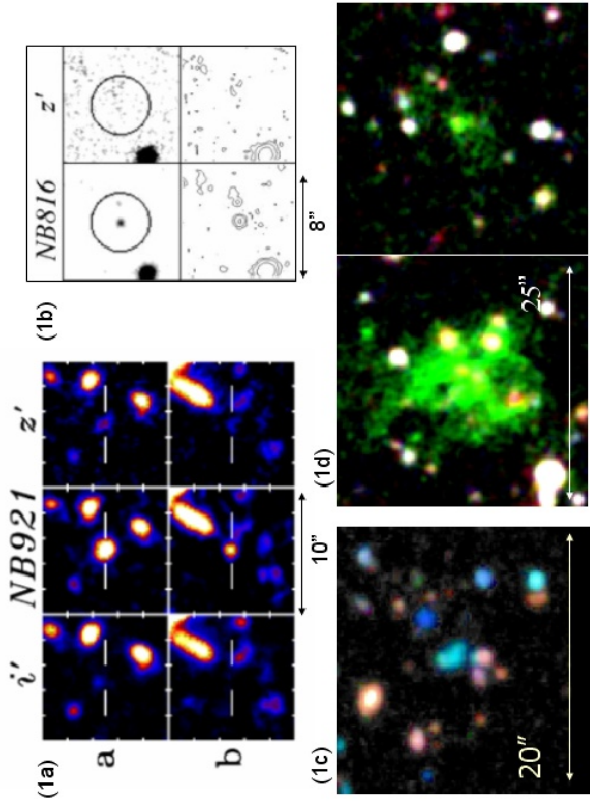


図 67: すばるで観測されている高赤方偏移銀河。(a) SDF (Subaru Deep Field) 中の $z = 6.6$ の輝線銀河 [117]、(b) $z = 5.7$ の低質量輝線銀河 [152]、(c) SXDS (Subaru/XMM-Newton Deep Survey) 中の B ドロップ・ライマン・ブレイク銀河 (SXDS)、(d) $z = 3.1$ の大きく広がった輝線銀河 [123]。(110 ページ)

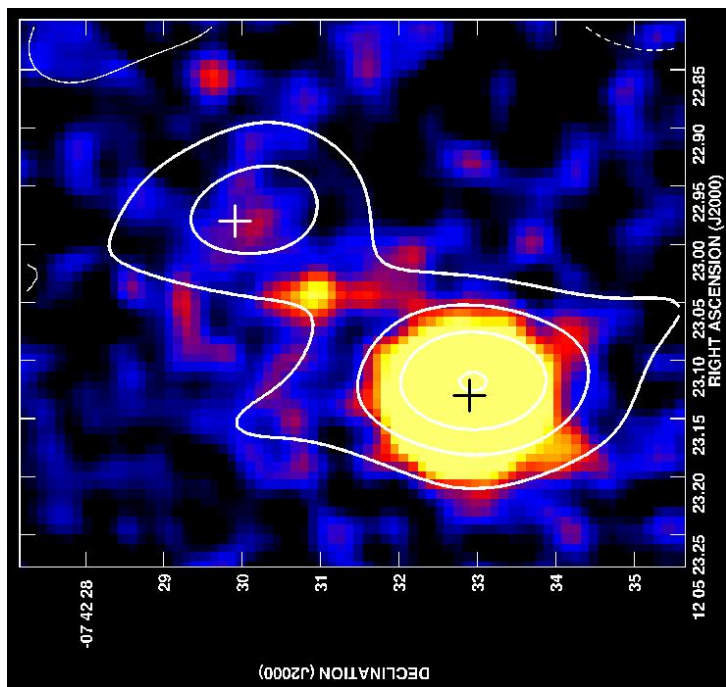


図 68: $z = 4.7$ に存在するクエーサー BR1202-0724。コントアは VLA によって得られた CO(2-1) 輝線の分布。背景はすばるによる酸素原子輝線を含む狭帯域撮像データ。左下の分子ガスにはクエーサーが付随しているが、右上の分子ガスには可視対応天体が有意に見えていない。(125 ページ)

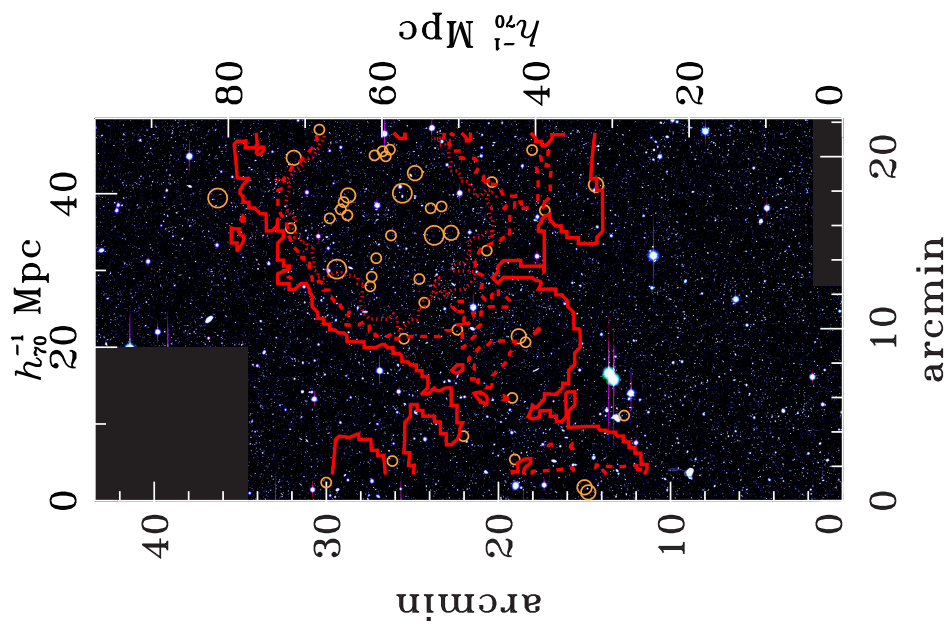


図 69: $z = 4.9$ における Ly α 輝線銀河が作る大規模構造。丸い点は Ly α 輝線銀河の天球面上での位置。コントアは Ly α 輝線銀河の天球密度。すばるの主焦点カメラによる広視野観測の威力がいかに無く発揮された結果の一例と言える。(120 ページ)

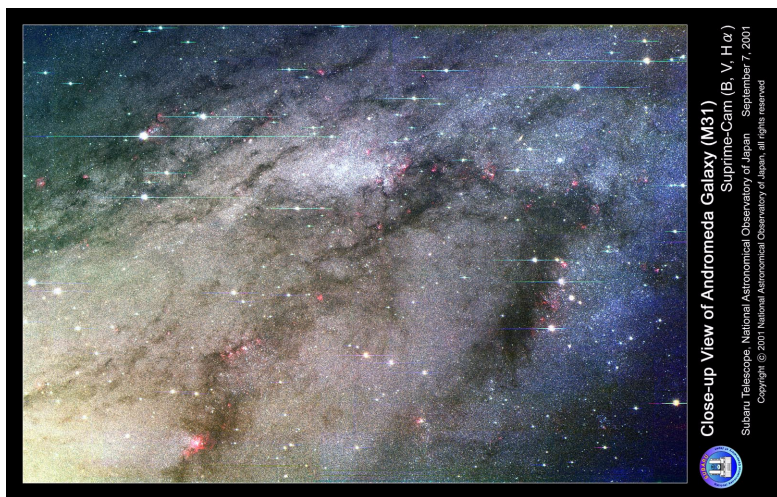


図 70: すばるが撮影したアンドロメダ大星雲。アンドロメダ大星雲 (メシエ 31) は、約 1,000 億個の恒星からなる星の大集団で、我々の銀河系と同じような渦巻き銀河。我々から約 250 万光年の距離にあり、銀河の「お隣さん」と言える。アンドロメダ大星雲の見かけの大きさは角度にして 3 度近くあり、この画像は渦巻きのごく一部分を、すばる望遠鏡の広視野カメラで赤いフィルターを通して撮影したもの。ぶつぶつ見えるものはすべてアンドロメダ大星雲の中にある星である。「星雲」という名が示す通り、これらの星をひとつひとつ分離して見るのは地上望遠鏡では至難の技であるが、すばる望遠鏡の高い解像力と感度によって、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)

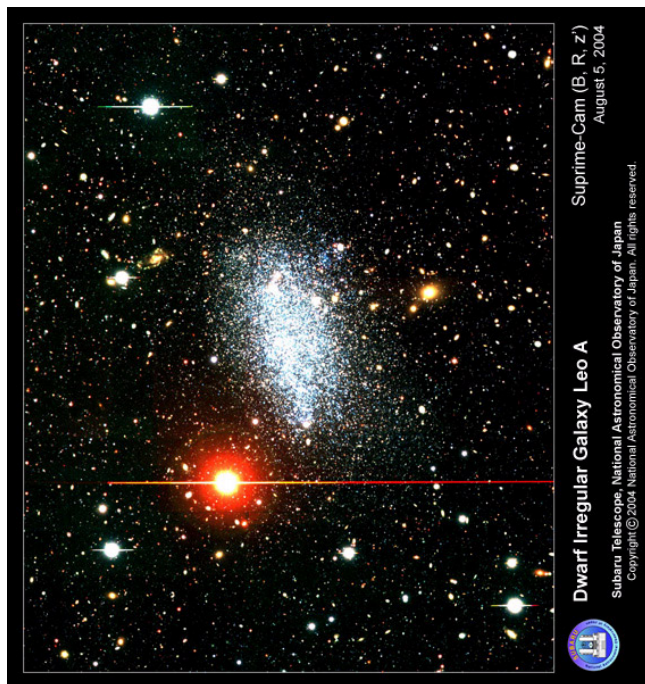


図 71: すばるが撮影した矮小不規則銀河しし座 A (距離 260 万光年)。銀河の星の分布から、この銀河はこれまで知られていたよりはるかに大きく広がっており、しかも外縁部にはきりとした境界をもっているという新たな構造が明らかになった。この発見は、極めて質量の小さな銀河にも複雑な構造が形成されることを示しており、銀河進化理論が解決すべき新たな問題を提示するものであり、銀河の形成と進化の過程を理解するための「ロゼッタストーン」であると注目されている。(§ 3.6.3 参照)

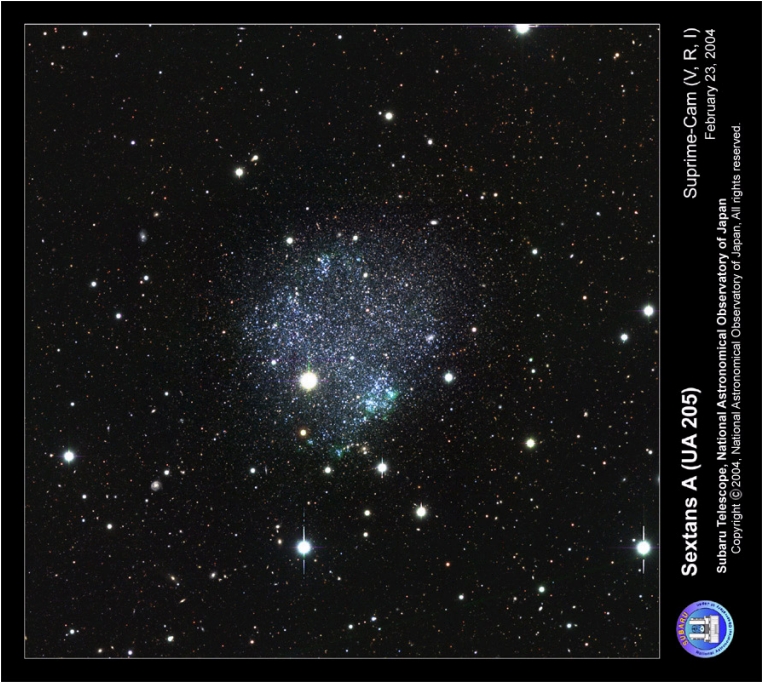


図 72: すばるが撮影した、わい小不規則型銀河ろくぶんぎ座 A。質量は天の川銀河のわずか 1000 分の 1 しかないが、内部には多量の中性水素ガスがあり、現在も活発に星の生成活動が行われている。すばるの主焦点カメラは、年齢の若い星 (青い星) から古い星 (赤い星)、さらに活発に星が生まれている HII 領域 (緑色) が混在している様子をみごとにとらえることに成功した。その姿は、色とりどりの宝石を漆黒の宇宙に散りばめたような、「宇宙の宝石箱」と呼ぶにふさわしい銀河である。(§ 3.6.3 参照)

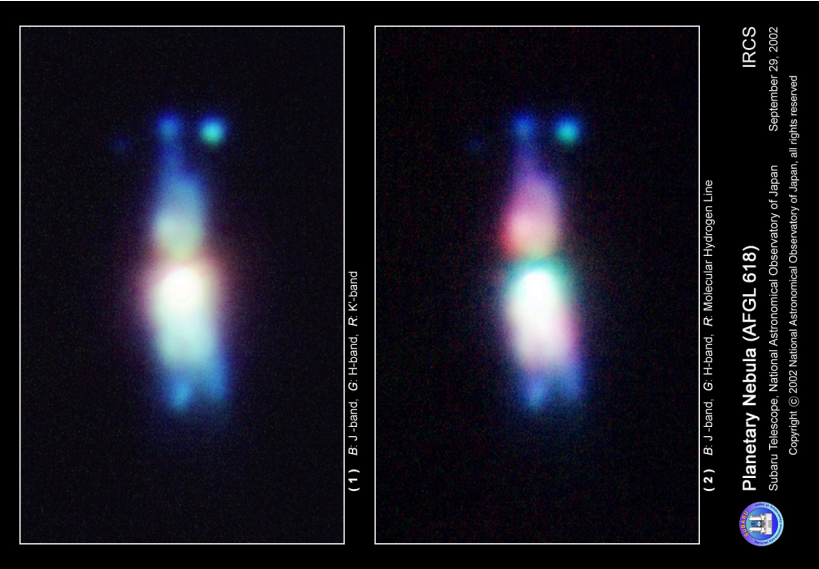


図 73: すばるが捉えた双極惑星状星雲 AFGL 618 の構造。星雲が 2 つの方向に伸びていることから双極惑星状星雲と呼ばれているこの年老いた星の周りに、すばるの近赤外撮像によって、「弾丸」や「角」に似た構造が発見された。図の中で右方向の星雲の先にある 3 つの点が、「弾丸」と呼ばれるところ (一番上は、非常に淡い) で「角」は、左方向の星雲の先から、2 本伸びているところを指す。中央のくびれは星雲の「腰」にあたり、濃いチリが中心星を隠しているため、くびれているように見える。「弾丸」や「角」が星雲の端にあることは、中心の年老いた星から高速に飛び出たガスが、過去に放出されたガスやチリに衝突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

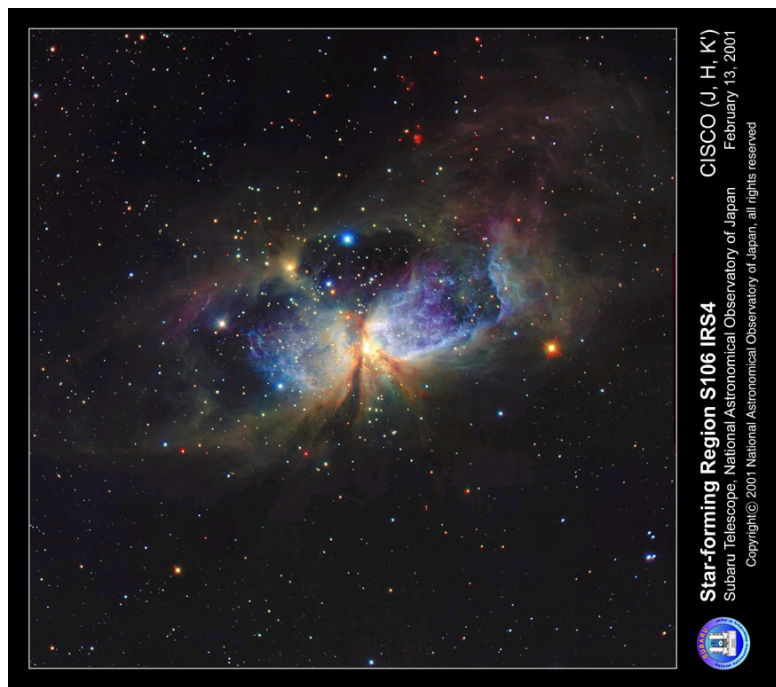


図 74: すばる望遠鏡は、星が活発に形成されている領域 S106 について、これまでになく鮮明で深部までとらえた赤外線画像の撮影に成功した。さらに恒星に比べて質量の軽い天体が、S106 の内部に多数存在していることを発見した。中心付近には、赤外線源 IRS4 と呼ばれる大質量星があり、上下の方向に広がる砂時計状の構造は、この星から双極状に噴出した物質の流れ（アウトフロー）が作り出した星雲と考えられている。また中心部分のくびれは、ガスや塵からなる巨大な円盤が IRS4 を取り囲むように存在しているためと推測されている。今回のすばる望遠鏡の観測から、宇宙には質量の軽い天体が普通の恒星と同様に多数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

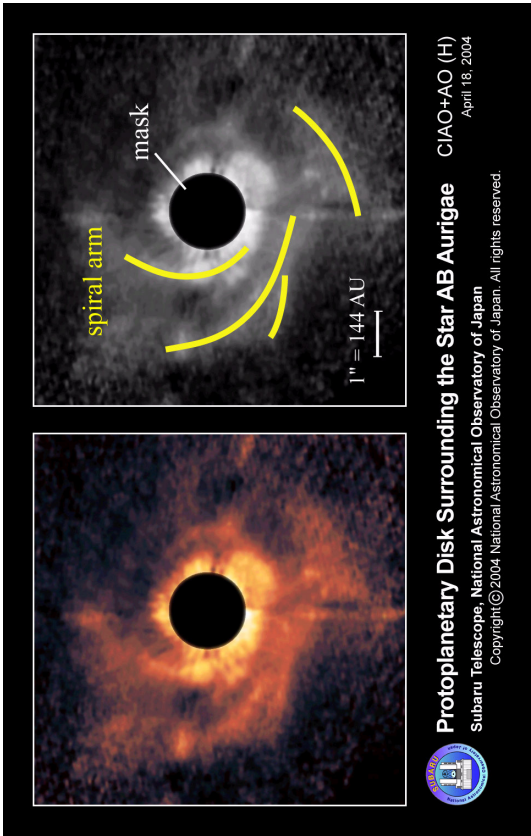


図 76: すばるが写し出した、うずまき状の惑星誕生現場。すばる望遠鏡のコロナグラフ撮像装置 (CIAO) と波面補償光学装置 (AO) を併用することによって、ぎょしゃ座 AB 星 (470 光年) と呼ばれる年齢約 400 万年の星のまわりに、原始惑星系円盤が中心の星からの赤外線を反射して輝いている様子をとらえることに成功した。その結果、その円盤は銀河で見られるようなうずまきの形をしていることが明らかになった。理論的には、近くにある別の星 (伴星) との相互作用でうずまきができる、あるいは、円盤がある程度重い場合には円盤に密度のムラができ、それが円盤回転の影響でうずまき構造に成長することが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

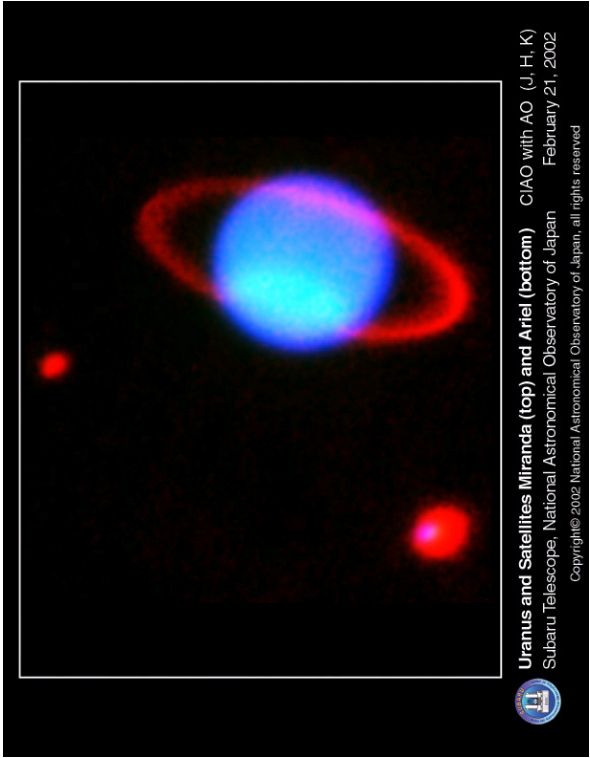


図 77: すばる望遠鏡のコロナグラフ撮像装置 (CIAO) と波面補償光学装置 (AO) を組み合わせて撮影した天王星と環、衛星のミランダ (右) ・アリエル (左)。天王星は、太陽から平均半径が約 28 億キロメートルの円軌道上を約 84 年かけて一周する惑星で、軌道面に対して横倒しになって自転しているのが特徴。これまでに、10 個以上の衛星と 10 本以上の環が発見されている。この画像は、近赤外線の画像をカラー合成したもので、私たちの目で見たときの色とは異なる。天王星の大気であるメタンは、青色で表現してある。(§ 3.8 参照)

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合	254
4.12.2	個別グループ間協議の場合	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	ナール干渉計への取り組み	392
7.19.2	ナー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[千葉桓司(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	千葉桓司(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。H α 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 $20 - 150\mu\text{m}, R > 10^5$
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 ~ 8m 高赤方偏移:地上 ~ 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 ~ 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、 $8 - 26\mu\text{m}$
	Lensed QSOs の 輝線マッピング	地上 > 20m	分光、 $1 - 5\mu\text{m}$ 、 $R > 1000$
	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 $R \sim 10000$
初期天体探査	輝線 ($\text{Ly}\alpha$, $\text{H}\alpha$, CIV)	地上 ~ 30m	赤外での分光、撮像 $R \sim 10000$

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、 $R \sim 10^3 - 4$ の波長分解能が要求される。トラスについても、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を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 $R \sim 10000$, $1 \sim 0.1\text{mas}$
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 $R \sim 1000$, $\sim 100\text{mas}$
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 $R > 10^3$, $\text{FOV} > 1^\circ$, $\sim 100\text{mas}$
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 $\text{FOV} > 1^\circ$, $\sim 100\text{mas}$
$z > 1$ 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 $R > 10^3$, $\text{FOV} > 1^\circ$ $\sim 100\text{mas}$
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、 $R > 10^3$, $\sim 0.1\text{mas}$
high- z AGN 電離領域の 化学組成	$z > 6$ AGN	地上 30m	近赤外分光 $R > 1000$, $\sim 100\text{mas}$
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 ($1 - 10\text{yr}$)	地上 4 – 8m 専用	可視、近赤外分光 $R > 1000$, $\sim 100\text{mas}$
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 $\sim 100\text{mas}$
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 – 10m スペース	中間～遠赤外撮像、分光 $R > 1000$, $10 - 100\text{mas}$

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 ($\text{Ly}\alpha$ は地上、 $\text{H}\alpha$ はスペース)

宇宙で最も最初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 ($\text{Ly}\alpha$, OII は地上、 $\text{H}\alpha$, 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	Ly α (cooling), H $_2$, UV, Ly α (HII) at $z = 3 - 20$	スペース > 4m 地上 > 20m	狭帯域撮像 2 - 50 μ m
宇宙の再電離史	Ly α , H α , UV at $z = 6 - 20$	スペース 4m 地上 > 20m	狭帯域撮像 1 - 10 μ 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	Ly α , H α at $z = 3 - 7$	地上 > 20m スペース 4m	面分光 0.5 - 5 μ 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/⟨SFR⟩) 化学進化 (星形成史, 初期質量関数)	Ly α , H α , 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 μ m
矮小銀河の形成	OII, H α , NIR at $z = 1 - 10$	スペース 4m 地上 > 20m	撮像、 分光 1 - 10 μ 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 μ m
AGN-銀河 関係	H α , 近赤外線 at $z = 1 - 20$	スペース 4m	広視野撮像 1 - 20 μ 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 μ 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 ~ 近赤外, $V = 20\text{mag}$
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) スペース (> 4m)	撮像 ($\text{FWHM} < 0''.007$) 高分散分光 ($R = 40000$) 撮像 ($\text{FWHM} < 0''.05$) 中分散分光 ($R = 4000$) $0.4 \sim 2\mu\text{m}$, $1 \sim 5\mu\text{m}$
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) スペース (> 4m)	撮像 ($\text{FWHM} < 0''.007$) 高分散分光 ($R = 40000$) 撮像 ($\text{FWHM} < 0''.05$) 中分散分光 ($R = 4000$) $0.4 \sim 2\mu\text{m}$, $1 \sim 5\mu\text{m}$
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) スペース (> 4m)	撮像 ($\text{FWHM} < 0''.007$) 高分散分光 ($R = 40000$) 撮像 ($\text{FWHM} < 0''.05$) 中分散分光 ($R = 4000$) $0.4 \sim 2\mu\text{m}$, $1 \sim 5\mu\text{m}$
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 $0.4 \sim 2\mu\text{m}$, $1 \sim 5\mu\text{m}$

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 ($0.3 - 2.5\mu\text{m}$) $R > 5000$, FOV > $10'$, FWHM < $0''.05 - 0''.10$
質量放出の直接撮像	恒星風	~ 40 – 400m	撮像 (near-IR: ~ $2\mu\text{m}$) FWHM $0''.01 - 0''.001$
	分子ガス殻	~ 100m	撮像・分光 (near-IR: ~ $5\mu\text{m}$) FWHM $0''.01$ (100pc で 0.1AU), 0.1 km/s
	ダスト殻	スペース干渉 (~ 600m)	撮像・分光 (mid-IR: ~ $30\mu\text{m}$) FWHM $0''.01$, 0.1 km/s
	冷たいガスとダストの殻	スペース干渉 (~ 6000m)	撮像・分光 (far-IR: < $400\mu\text{m}$) FWHM $0''.01$, 0.1 km/s
	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 $0''.3$
恒星と惑星の境界		スペース (3 m)	コロナグラフ ($0.5 - 1.6\mu\text{m}$) $R \sim 300$, FOV $10''$, FWHM $0''.3$
		SPICA(3.5 m)	コロナグラフ ($5\mu\text{m}$) $R \sim 300$, 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 ($0.4 - 1.0\mu\text{m}$) $R \sim 0.3$, 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(< $0.3\mu\text{m}$)-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 ($0.3 - 0.4\mu\text{m}$) $R > 300$, 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ァー (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広げる。

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、生命関連物質を探索。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) $\geq 1\text{m}$	分光、撮像
ダスト成長過程の解明	ダスト	スペース (赤外) $\geq 1\text{m}$	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) $\geq 1\text{m}$	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) $\geq 8\text{m}$	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 $\sim 8\text{m}$	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の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ータ、いわゆる宇宙論パラメータ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

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

というとても大きく大きな数になる。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、

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

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 $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 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。すなわち、 $N_1 \simeq N_2$ 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:

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

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:

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

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

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

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求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

キューサーの吸収線 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。キュ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 $2S_{1/2} \rightarrow 2P_{3/2}$ の遷移に相当する波長と $2S_{1/2} \rightarrow 2P_{1/2}$ 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、遠方のキュ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、キュ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、 4σ 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 5.7σ で有意な変化であった [55]: $\Delta\alpha/\alpha = (-0.57 \pm 0.10) \times 10^{-5}$ 。こ

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ー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 が以下のよう書けると仮定する:

$$w_z = w_0 + q_1 ((\alpha_z/\alpha_0)^2 - 1) + \dots, \quad (3.6)$$

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 $\sim 50000\text{cm}^{-1}$ 程度、 q_1 は相対論的な補正係数であり典型的には $\sim 1000\text{cm}^{-1}$ 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) $\Delta w_z \lesssim 2 \times 10^{-2}\text{cm}^{-1}$ かつ (2) $\Delta w_0 < 10^{-2}\text{cm}^{-1}$ であることが要求される。(1) の要請は $w_0 \sim 50000\text{cm}^{-1}$ であることを考えると速度の精度にして $\sigma_v \simeq 0.1\text{kms}^{-1}$ 、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。先のキュ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:

$$L_{peak} \sim M_{Ch}/t_{diff}. \quad (3.7)$$

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 μm	$R > 10^5$	–	–

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 $|\dot{G}|/G \lesssim 10^{-11} \text{yr}^{-1}$ 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 ($10^{-29} \text{ g/cm}^3 = 10^{-47} \text{ GeV}^4$) 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合の理論では、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・モーメント・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)

$$w = p_X / \rho_X \quad (3.8)$$

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

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

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

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

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：

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

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 $d_L(z)$ は以下のよう書ける。

$$H_0 d_L(z) = (1+z) H_0 r(z), \quad (3.12)$$

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

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ータの誤差と関係する。 $\Omega_M = 0.3, w = -1$ 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。

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の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。

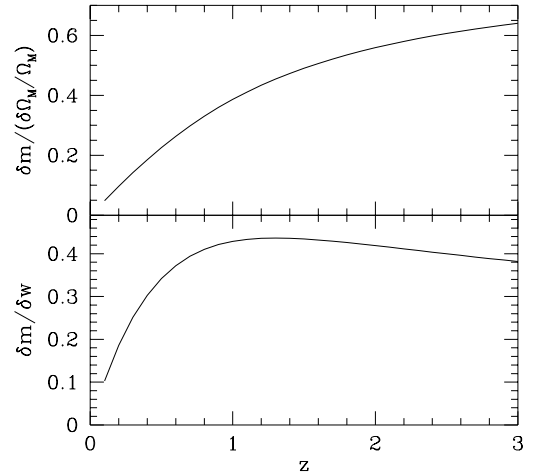


図 3.1: $\delta m, \delta \Omega_M, \delta w$ の z 依存性。

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、銀河の一樣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ー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ーリングでは、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ー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樣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 (Paczynski) 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ー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ー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

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

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

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

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。

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

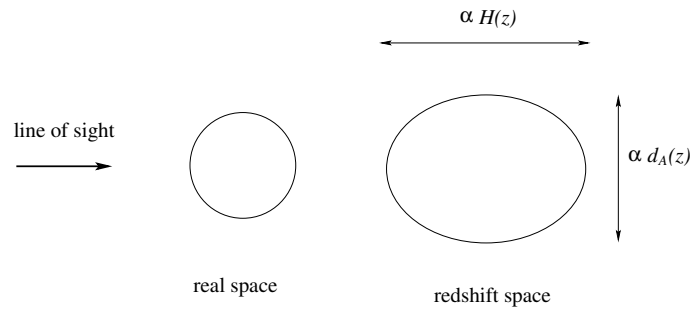


図 3.2: Alcock-Paczyński 効果。実空間における球形状のクラスタリングパターンが赤方偏移空間では変形されて回転楕円体形状となって見える。

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、コズミックバリエーション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な数密度である。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 $/(20h^{-1}\text{Mpc})^3$ 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 $/(20h^{-1}\text{Mpc})^3$ 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、典型的なクエ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 $/(20h^{-1}\text{Mpc})^3$ 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 $/(20h^{-1}\text{Mpc})^3$ 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・

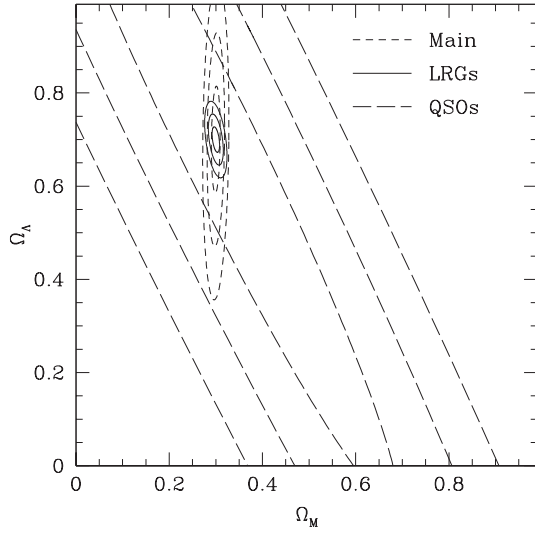


図 3.3: 拡張された Alcock-Paczyński テストを、SDSS サーベイにおける 3 種類のサンプルに応用したときに予想される、密度パラメータと宇宙定数パラメータへの制限 ([34] による。)。

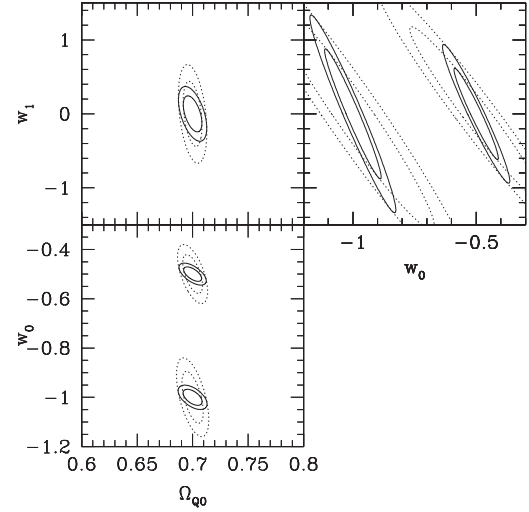


図 3.4: 拡張された Alcock-Paczyński テストを、SDSS サーベイにおけるルミナス・レッド・ギャラクシー (LRG) サンプルに応用したときに予想される、ダークエネルギーパラメータへの制限 ([35] による)。

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、 $z \sim 0.5$ までのセクション関数がほぼ一定の様なサンプルで、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) やクエーサー (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

$$w(z) = w_0 + w_1 z \quad (3.16)$$

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いる。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 $w_0 + 0.13w_1 = \text{一定}$ 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。

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。

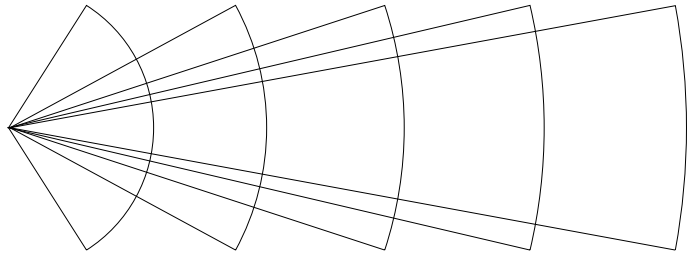


図 3.5: Alcock-Paczyński テストに適したサーベイの幾何学的概念図。赤方偏移の小さな銀河は天球面上の広い領域を疎にサンプルし、赤方偏移の大きな銀河は小さな領域を密にサンプルする。おのおのの領域に最適な望遠鏡のスペックはそれぞれ少しずつ異なり、複数台の望遠鏡を設計して同時に運用することにより効率が最大になる。

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ふ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态を調べる、(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。

(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つて

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。

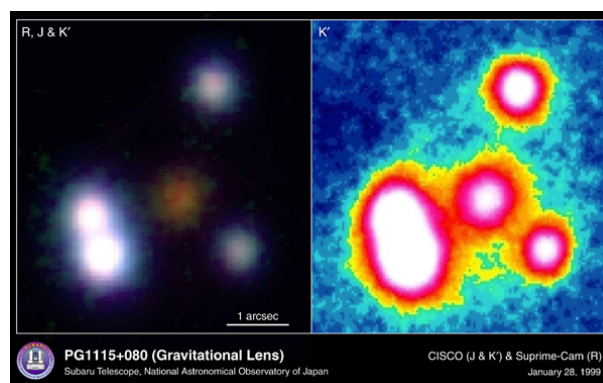


図 3.6: すばる望遠鏡による多重像クエーサー (PG1115+080)。(カラー 19 ページ)

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いけれども、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ル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 μ m	–	30'' $\times$ 30''	FWHM < 0''.1
1	スペース	> 3m	中間赤外撮像	8 – 26 μ m	–	30'' $\times$ 30''	FWHM < 0''.1
2	地上	> 20m	面分光	1 – 5 μ m	$R > 1000$	–	FWHM < 0''.1
2	スペース	> 3m	面分光	1 – 5 μ 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 $> 8\text{m}$) 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	$30' \times 30'$	$\text{FWHM} < 0''.1$
スペース	> 2m	撮像	赤外-可視光	$30' \times 30'$	$\text{FWHM} < 0''.1$

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	$30' \times 30'$	$\text{FWHM} < 0''.1$	$< 1\text{sec}$

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 線から電波で中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。

このような背景の下、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]。(遠方のクエ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 $2\mu\text{m}$ で約 $100\mu\text{Jy}$ である。また、 $2\mu\text{m}$ 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 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

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

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搜索、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	$> 10\text{m}$	分光、撮像	赤外-可視光	$R \sim 10,000$	—	$\text{FWHM} < 0''.1$

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 の大綱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 項インフレーションモデルは、 $U(1)$ 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

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發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、物理学の基本原則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”の真空中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無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 $\alpha = 90^\circ (45^\circ)$ 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、全天探索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・ストリング探索が行われており、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 $0.1 \sim 0.3$ 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	$> 4 \sim 8\text{m}$	撮像/分光	400nm – $5\mu\text{m}$	$R \sim 1000$	?	$\text{FWHM} < 0''.1 - 0''.3$

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、 $0.1 M_\odot$ から $100 M_\odot$ 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。

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、 $H\alpha$ が重要な輝線になっている。 $z = 20$ の天体と考えた場合、 $H\alpha$ 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。

	rest frame	$z = 10$	$z = 20$
Ly α	1216 Å	1.3 μm	2.6 μm
H α	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

$z = 20$ 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、物理を理解するという点から考えると、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 $5h^{-1}\text{Mpc}$ ほどであるのに対して、遠方宇宙の天体であるキューサー間の平均距離は例えば $200h^{-1}\text{Mpc}$ 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ーリングを表す量を測定する必要があるが、 $200h^{-1}\text{Mpc}$ 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キュ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都合がよい。銀河のペアの数が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。

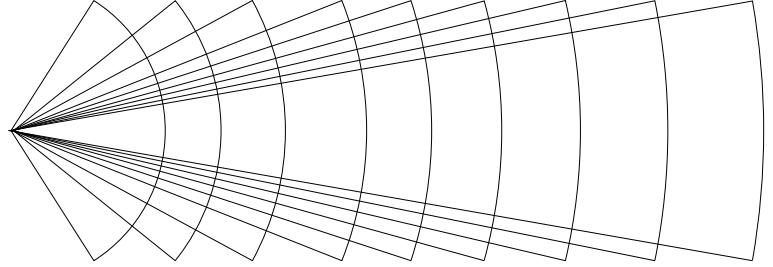


図 3.7: さらに層数を増やした多層赤方偏移サーベイ。

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 ($0''.5$, $2\text{\AA}$) 程度でよいが、集光力はず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 $3 \times 10^4 \text{Mpc}^3$ (SDF) や $9 \times 10^4 \text{Mpc}^3$ (SSA22) に及ぶ Ly α 輝線銀河の大構造が次々と見つかった [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 $V_{com} = 9 \times 10^4 \text{Mpc}^3$ 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 $\delta_{em}(\text{SSA22-HDR}) = \frac{\rho_{em}(\text{SSA22-HDR}) - \rho_{em}(\text{blank})}{\rho_{em}(\text{blank})}$ 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 ($\sim 50 \text{Mpc}$ @ $z = 3$) 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

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

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、 $0.1\text{\AA}$ 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、ジェットの色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、

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

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 柁司	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。 $z < 1$ のクエーサーでは 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・近赤外線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-K α 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-K α 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-K α 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-K α 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-K α 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	$0.5 - 1\mu\text{m}$		$\text{FWHM} < 5\text{mas}$
地上干渉計	> 基線長 1 km	分光	可視、近赤外	$R \sim 3000$		$\text{FWHM} < 5\text{mas}$
地上専用モニタ	$\sim 8\text{m}$	分光	可視、近赤外	$R \sim 1000$		$\text{FWHM} \sim 1''$
地上専用モニタ	$\sim 4\text{m}$	分光	紫外	$R \sim 1000$		$\text{FWHM} \sim 1''$

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 $10^4 r_g = 10^{17} \text{cm}$ 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、何らかの方法によつて降着円盤の空間構造を「 $10\mu\text{as}$ 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「 $10\mu\text{as}$ 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エーサーの像が、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、この現象はクエ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エーサーの特徴や、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、多重像を持つクエーサーは、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にす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られる。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、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 $= L/L_{\text{Edd}}$) 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 ($N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) 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見える天体の、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そろ。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 $> 20\text{m}$ 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~ 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 ($10^6\text{--}10^9 M_\odot$) + 降着円盤 + 輝線領域 + 遮蔽トラス」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 1–2.5 μm) での AO 観測、干渉計 (VLTI, Keck) 観測、及び、中間赤外線 (波長 8–20 μm) 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 活動性にどのような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 3.3 μm) 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 PAH3.3 μm 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 1–10pc 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、 $R \sim 100\text{pc}$ から内側のガス供給のメカニズム解明に大きく近づく。(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 ($R < 100\text{pc}$) 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 ($> 10^4 \square^\circ$) 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, $L_{\text{IR}} > 10^{11-12}$) 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 3–20 μm) 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 は赤外線で見えるため、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 3 μm 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 $2 < z < 4$ 程度のクエーサーの観測から、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索が必要だが、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
スペース干涉計	> 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
地上干涉計	基線長 > 1km	分光	0.9 – 2.5 μ 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イ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 $\square^\circ$) 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ぬ事がネックとなる。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要がある (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 から広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径は 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径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。

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 ($H\alpha$, [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定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 $H\alpha$, $H\beta$, [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。

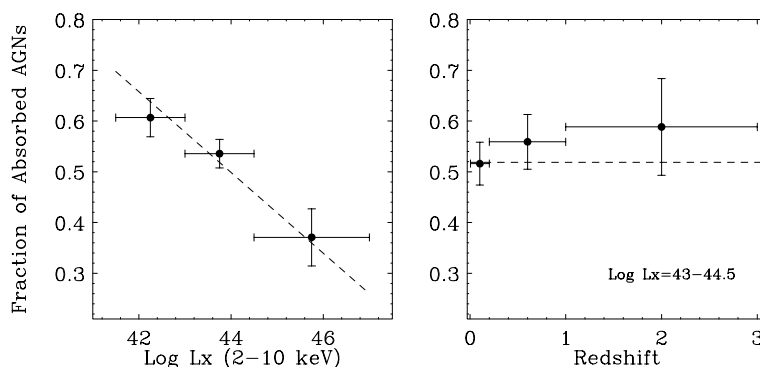


図 3.8: ハード X 線探査によって見つかった AGN (X 線での吸収の柱密度が $\log N_H < 24(\text{cm}^{-2})$) の中での隠された AGN (柱密度が $\log N_H > 22(\text{cm}^{-2})$) の割合の光度依存性 (左) と赤方偏移依存性 (右)。[83]

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、上記の広視野探索観測から多数の 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 ($< 0''.1$) 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。

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索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索で見つかった 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索観測が必要である。将来の大型 X 線望遠鏡を用いれば現状で見つかった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 日を越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。

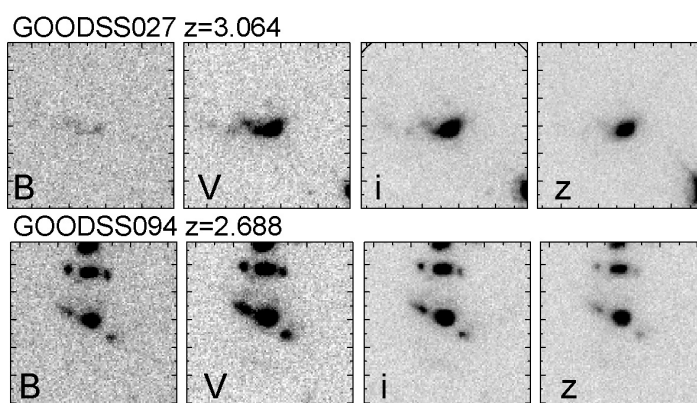


図 3.9: チャンドラ深探索領域で見つかった隠された AGN のハッブル望遠鏡による超深探索で得られた B、V、i、z バンドでの画像。遠方 AGN の母銀河が分解されて捉えられている。3'' × 3'' の領域で、3'' は赤方偏移 3 では 23 キロパーセクに相当する。

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	$R \sim 1000$	$> 1^\circ$	FWHM $\sim 0''.1$

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、宇宙論パラメー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 $1 - 数 \text{ kpc}$ 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。

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 $2 \sim 3 \mu\text{m}$ 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 $2 \times 10^{35} \text{ erg/s}$ 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

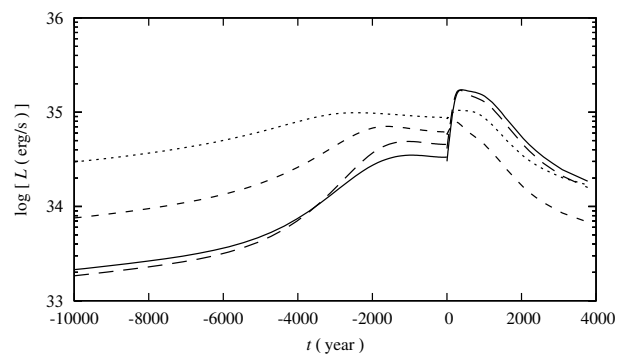


図 3.10: 原始ガスからの第一世代星形成時に放出される主要な水素分子輝線強度の時間進化。時間の原点は、中心での原始星形成時である。実線と長破線はそれぞれ静止系における波長が $2.34 \mu\text{m}$ と $2.69 \mu\text{m}$ の振動遷移輝線を示し、短破線と点線はそれぞれ $8.27 \mu\text{m}$ と $10.03 \mu\text{m}$ の純回転遷移輝線を示す。どちらの種類の輝線も質量降着期 ($t > 0$) において最大強度になる。また、コア収縮期 ($t < 0$) においては、回転遷移輝線のほうがより強いが質量降着期においては、振動遷移輝線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

$3 \times 10^{-29} \text{ W/m}^2$ 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} 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、降着円盤をとと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、 $10 \mu\text{m}$ 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} 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、 $100 M_\odot/\text{yr}$ 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。

Ly α 輝線 $z < 5$ ではいわゆる Ly α ブロップ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 Ly α 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 Ly α 冷却光子が $L = 10^{42} \text{ erg/s} \times (n/1 \text{ cm}^{-3})^2 (V/10^{64} \text{ cm}^3)$ 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 Ly α 輝線天体のように活発な星形成活動の結果 Ly α 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 $2.5 \times 10^{42} (\dot{M}_*/10 M_\odot \text{ yr}^{-1}) \text{ erg/s}$ 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

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

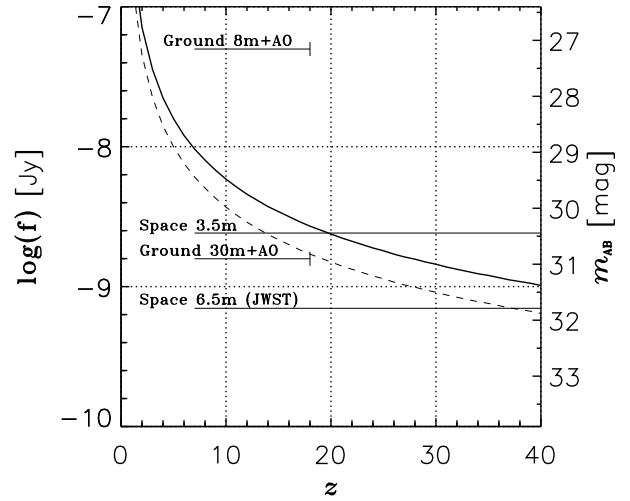


図 3.11: 各赤方偏移に初代銀河 ($M_{\text{UV}} = -18$; 星形成率にして $1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ を仮定) があつた場合の明るさと各種望遠鏡の 5σ 検出限界。太実線は初代銀河の紫外線連続光の光度で、Ly α 輝線探索をする場合に必要の検出限界に対応する。鎖線は初代銀河のライマン・ブレイクを観測するのに要求される光度で、ライマン・ブレイク銀河探索をする場合に必要の検出限界に対応する。各種望遠鏡の検出限界は、点源に対し 30 時間積分を行なった場合のもので、上から順に地上 8m(AO 付き)、スペース 3.5m、地上 30m(AO 付き)、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

程度になる。これらの $\text{Ly}\alpha$ 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およそ数個-数十個あると考えられる。

また、図 3.11 は $\text{Ly}\alpha$ の輝線探索、およびライマン・ブレイクによる探索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。

H α 輝線 $\text{Ly}\alpha$ 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、H α 輝線はほとんど吸収を受けない。したがって H α 輝線は、高赤方偏移の天体を探索目的に向いているといえる。H α 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 $2.1 \times 10^{41} (\dot{M}_*/10 M_\odot \text{ yr}^{-1}) \text{ erg/s}$ と期待される。これから $z \sim 10$ で光量を見積もると、

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

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 μm	$R \sim 3000$	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ためには、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 μm 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・ブレイク法 [149] と (ii) ライマン・アルファ輝線法 [99, 133] とである。

ライマン・ブレイク法は、3 μm 付近にあるブレイクを捕えるため、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、4 μm 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 $\text{Ly}\alpha$ 輝線が入る遠方銀河だけしか検出できない為、一度に探索できるサーベイ体積はライマン・ブレイク法に比べお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 $\text{Ly}\alpha$ エンベロープ ($L_{\text{Ly}\alpha} = 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ の光度、100 kpc 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・ブレイ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・ブレイク法なら、 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 $1.5, 2.2, 3.0 \mu\text{m}$ 程度を波長中心とした波長幅 $0.1 \mu\text{m}$ 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・ブレイク法、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。

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ある。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 ($[\text{OII}]$, $[\text{OIII}]$ 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 $[\text{OII}]$, $[\text{OIII}]$ などの金属線は、輝線は静止座標の可視光 (波長 $0.4 \mu\text{m}$ 以上) にあるため、 $z = 20$ の天体では $8 \mu\text{m}$ 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 $L_{\text{HeII}}/L_{\text{Ly}\alpha} \sim 1/20$ 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。

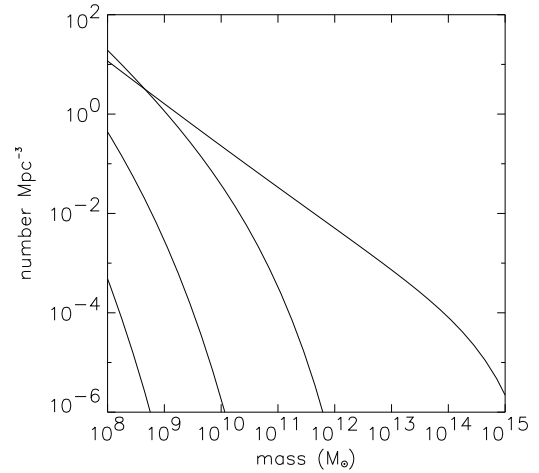


図 3.12: コールド・ダークマター (CDM) モデルが予言するダーク・ハローの質量関数 (プレス・シェヒター関数)。右から順に $z = 0, 10, 20, 30$ 。

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、 $M_{\text{UV}} = -18$ (つまり星形成率にして $1 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$) 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 μ m		0.1 $\square^\circ$	FWHM $\sim 0''.1$
地上大型	> 30m	撮像 (広帯域+狭帯域)	1 – 3 μ m		0.1 $\square^\circ$	FWHM $\lesssim 0''.1$
スペース	> 3m	分光 (可能なら多天体分光)	1 – 6 μ m	$R > 5000$	0.1 $\square^\circ$	FWHM $\lesssim 0''.1$
地上大型	> 30m	分光 (可能なら多天体分光)	1 – 3 μ m	$R > 5000$	0.1 $\square^\circ$	FWHM $\lesssim 0''.1$

宇宙の再電離

H α 輝線と Ly α 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 Ly α 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、Ly α 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 H α 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 H α 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。Ly α が吸収を受けないとすると輝線強度比 $F(\text{Ly}\alpha)/F(\text{H}\alpha)$ 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 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。

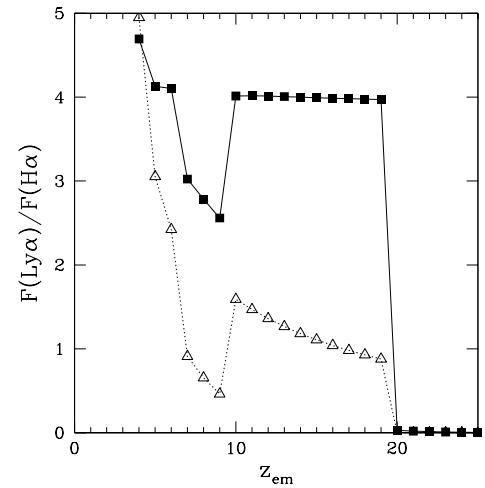


図 3.13: 輝線比 ($F(\text{Ly}\alpha)/F(\text{H}\alpha)$) を赤方偏移の関数として表したものの。2つのモデルが描かれており、三角が $\dot{M}_* = 1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ and $\Delta v = 10 \text{ km/s}$ の場合、四角が $\dot{M}_* = 10 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ and $\Delta v = 300 \text{ km/s}$ の場合である。

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、Ly α 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えるだろう。

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。

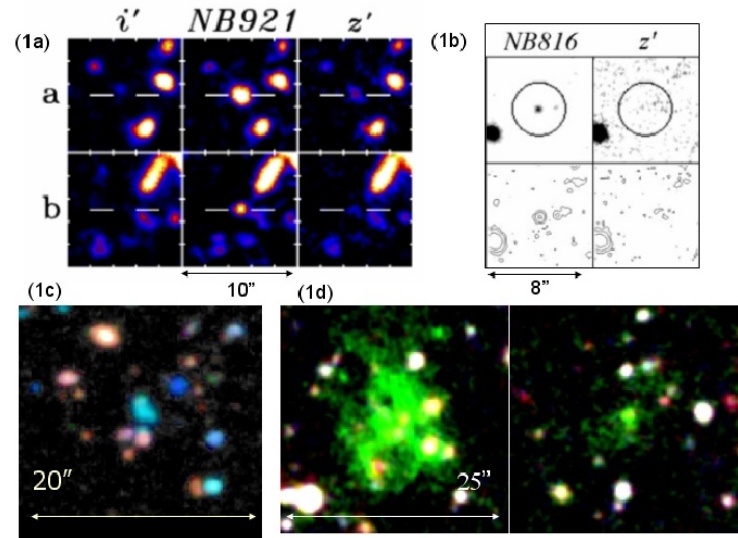


図 3.14: すばるで観測されている高赤方偏移銀河の例。(a) SDF 中の $z = 6.6$ の輝線銀河 [117]、(b) $z = 5.7$ の低質量輝線銀河 [152]、(c) SXDS(Subaru/XMM-Newton Deep Survey) 中の B ドロップ・ライマン・ブレイク銀河 (SXDS)、(d) $z = 3.1$ の大きく広がった輝線銀河 [123]。(カラー 23 ページ)

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 $2\mu\text{m}$ より長波長の観測は、大口径宇宙望遠鏡が主体となるが、より本質的な役割を果たすのは、宇宙望遠鏡による $1 - 5\mu\text{m}$ 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 $2\mu\text{m}$ 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 / $\square''$ (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 $0.6\mu\text{m}$ の波長は、 $z = 7$ で $4.8\mu\text{m}$ 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 $\text{Ly}\alpha$ 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 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体は、 $1 \times 10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ 程度より明るい。このような天体の $[\text{OII}]$ $[\text{OIII}]$ $[\text{NII}]$ など静止系可視波長域の金属輝線 ($z = 3 - 7$ で、波長 $1.5 - 5\mu\text{m}$) の強度は、数十分の 1 の場合から同程度 ($\text{Ly}\alpha$ 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 、 $1 - 5\mu\text{m}$ で $6 - 8 \times 10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ 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、 $2\mu\text{m}$ 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、 $2\mu\text{m}$ 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 $2\mu\text{m}$ 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 $0.5\mu\text{m}$ 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、 $5 \times 10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} / \square''$ 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、 $\text{Ly}\alpha$ 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 $\text{H}\alpha$ 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 $2.5\mu\text{m}$ 付近で逆転し、0.25 秒角の開口径を用いた波長 $4\mu\text{m}$ での宇宙望遠鏡の感度は 1 時間、開口あたり 10σ で、 $3 \times 10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} / \square''$ 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 $\text{Ly}\alpha$ 平均表面輝度は $0.3 - 1 \times 10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} / \square''$ であり、通常の $\text{Ly}\alpha/\text{H}\alpha$ 比 (吸収がなければ 7-8 倍) を考えると $\text{H}\alpha$ 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 $\text{Ly}\alpha/\text{H}\alpha$ 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。

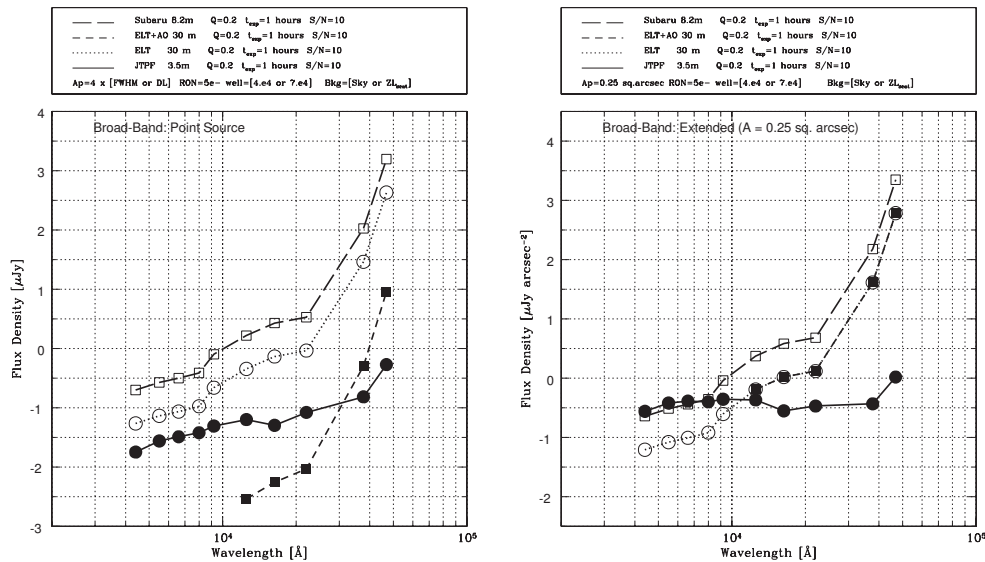


図 3.15: 輝線銀河についての分光 ($R = 3000$) 検出限界についての見積もり。1 時間積分、開口あたり、 10σ 、波長分解能あたりに相当。空の背景光の明るさは、広帯域フィルターでの平均値を使用している。すばる望遠鏡、30m 地上望遠鏡+AO、同 AO なし、3.5m 宇宙望遠鏡の場合を示す。(左) 点源について。分光開口径は、各望遠鏡の予測される点源の大きさに準拠。(右) 広がっている場合。縦軸は表面輝度。分光開口径は、0.25 平方秒角。

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るか? 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 $3.6-24\mu\text{m}$ 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・ミリ波でのプ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 ($H\alpha$, $H\beta$, $[OIII]$ 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 $2\mu\text{m}$ 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 $2\mu\text{m}$ 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。

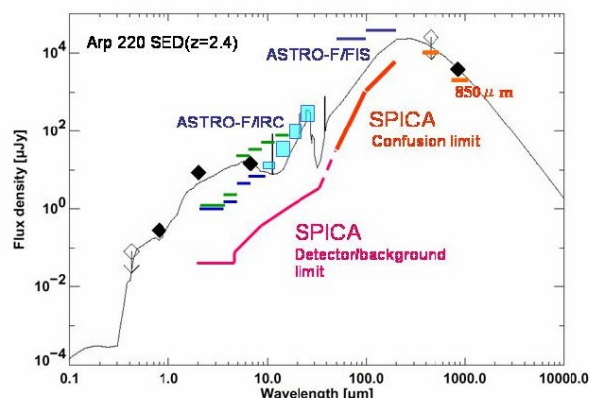


図 3.16: ASTRO-F (IRC: 500 秒および一万秒; FIS: 全天サーベイ) と SPICA (1 時間、ただし遠赤外は銀河コンフュージョン限界) の 5 シグマ点源検出限界と、 $z = 2.4$ においた Arp220 の SED とを比較した。

従って、 $> 3\text{m}$ 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 $850\mu\text{m}$ で 3mJy 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 $2\mu\text{m}$ から $300\mu\text{m}$ 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 $10 - 200\mu\text{m}$ 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されるので、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	$> 3\text{m}$	撮像	$2 - 300\mu\text{m}$			$0''.3$ at $5\mu\text{m}$
スペース	$> 3\text{m}$	分光	$2 - 300\mu\text{m}$	≥ 3000		$0''.3$ at $5\mu\text{m}$

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 方向から総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。

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。

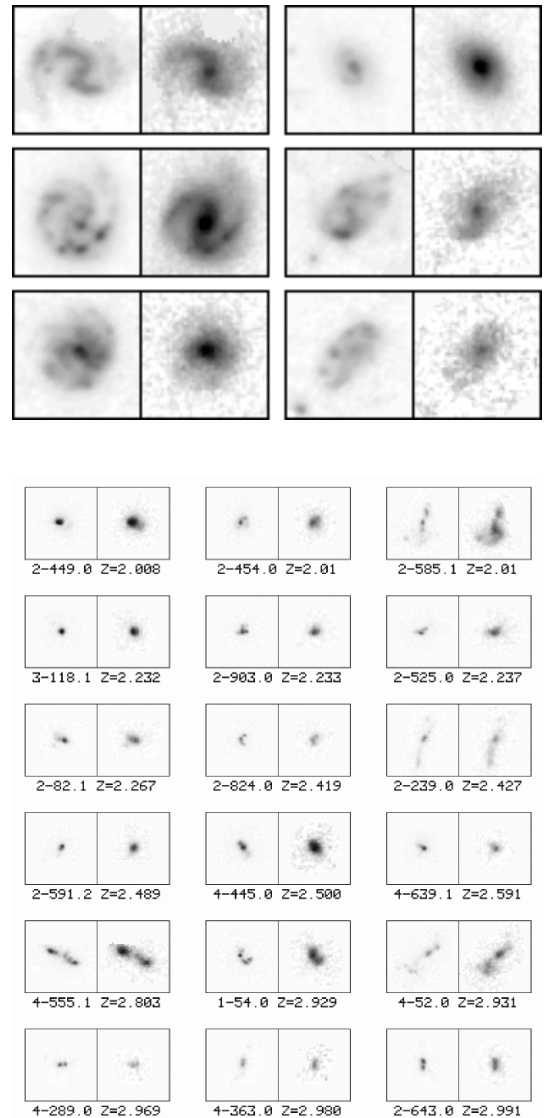


図 3.17: HDF における $z \sim 1$ 銀河 (上) と $z = 2-3$ 銀河の形態 (下) [100]。図の左は WFPC2 による静止系紫外線の画像。右は NICMOS カメラによる静止系可視での画像。各画像の一辺は 4 秒角 (約 30kpc)。 $z \sim 1$ では立派な渦巻き銀河が見られ、銀河のサイズも大きい。 $z = 2-3$ では、近傍で見られる銀河とは異なりコンパクトな構造を示している。またこのデータでみる限りは、可視・近赤外で形態の差はあまり見られない。

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いえない ([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。

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 $H\alpha$ 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

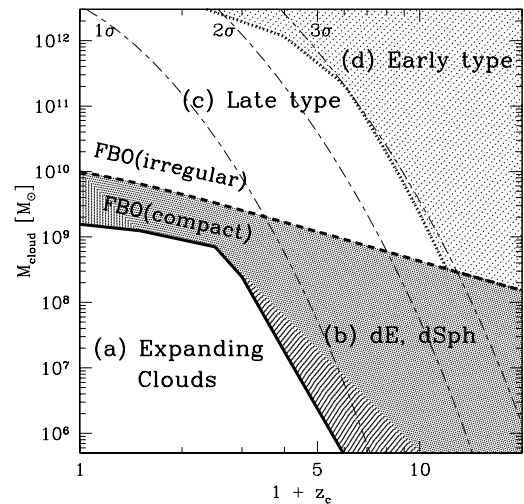


図 3.18: 形成期と質量で、銀河形成過程のクラスを分けた図。領域 (a) では加熱によって銀河形成が禁止される。(b) では禁止はされないが、加熱されたガスの圧力が重力と同等に重要な値を持つ。比較的小さい質量の銀河 (矮小銀河) が形成されることが予想される。(c) は、加熱による系全体の収縮の阻害は起きないが、星形成は抑制される (円盤銀河)。(d) は系全体の収縮も星形成も阻害されない (楕円銀河、銀河バルジ)。

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 $2.2\mu\text{m}$ で $0''.13$ であるため、銀河の詳細構造については 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 $2\mu\text{m}$ 帯に偏移してくるのでスペースの感度は圧倒的である。

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、 $2\mu\text{m}$ 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。

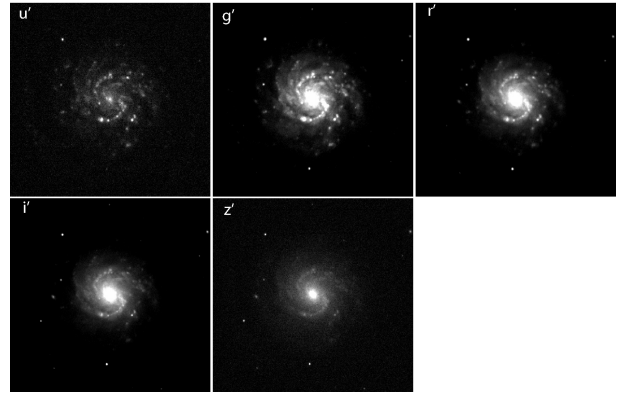


図 3.19: 遠方での銀河形態の見え方に関する数値実験を行った際に用いた元データ (SDSS より)[124]。 $z = 0.0063$ にある Sa 型の渦巻き銀河 NGC2967。ピクセルの大きさは $0''.396/\text{pix}$ 。

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

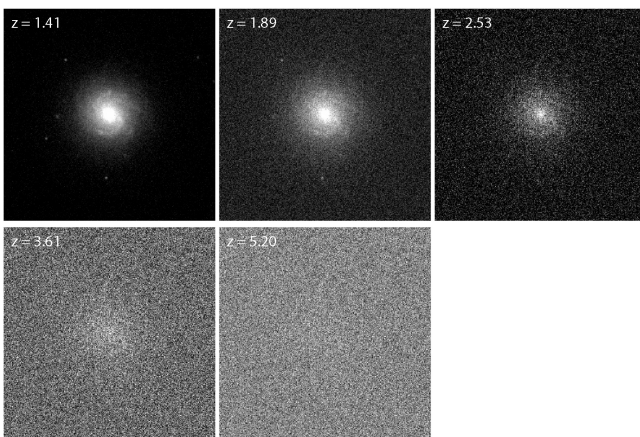


図 3.20: 地上 20m 望遠鏡で見る銀河形態 [124]。観測は K バンド ($2.2\mu\text{m}$) で、積分時間 5 時間、ストレーラ比 (ピーク強度の回折限界の時にする比) は 0.50 を仮定。ピクセルの大きさは $0''.009/\text{pix}$ 。腕やその中にある大きな星生成領域 (巨大 HII 領域) などの構造がはっきりと見える。

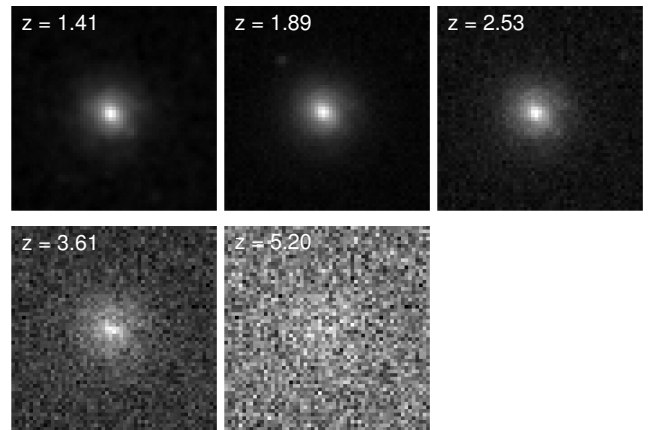


図 3.21: スペース 3.5m 望遠鏡でみる銀河形態 [124]。観測は K バンドで、積分時間 5 時間、ストレーラ比は 1.00 を仮定。黄道光による背景放射は、衛星軌道が 1AU にあるとした場合の JWST の見積もりより。ピクセルの大きさは、 $0''.053/\text{pix}$ 。

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。

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 $2 - 3\mu\text{m}$ 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 $H\alpha$ 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。

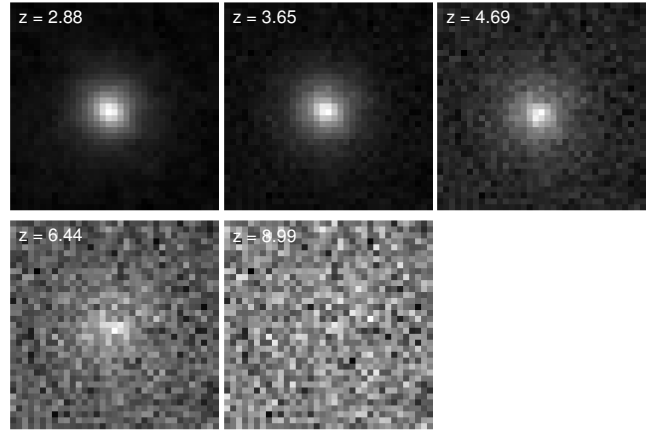


図 3.22: スペース 3.5m 望遠鏡でみる銀河形態 [124]。図 3.21 と同様だが、 L バンドについてのもの。

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	$> 3\text{m}$	撮像	$2 - 5\mu\text{m}$	$0.5 - 1\mu\text{m}$ (K, L, M)	10°	$\text{FWHM} < 0''.1$
スペース	$> 3\text{m}$	分光	$2 - 5\mu\text{m}$	$R \sim 3000$ (K, L, M)	10°	$\text{FWHM} < 0''.1$
地上大型	$> 20\text{m}$	撮像	$0.9 - 2.5\mu\text{m}$	$0.5 - 1\mu\text{m}$ (J, H, K)	$1000'$	$\text{FWHM} < 0''.05$
地上大型	$> 20\text{m}$	分光	$0.9 - 2.5\mu\text{m}$	$R \sim 3000$ (J, H, K)	$1000'$	$\text{FWHM} < 0''.05$

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られるのは自然である。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。

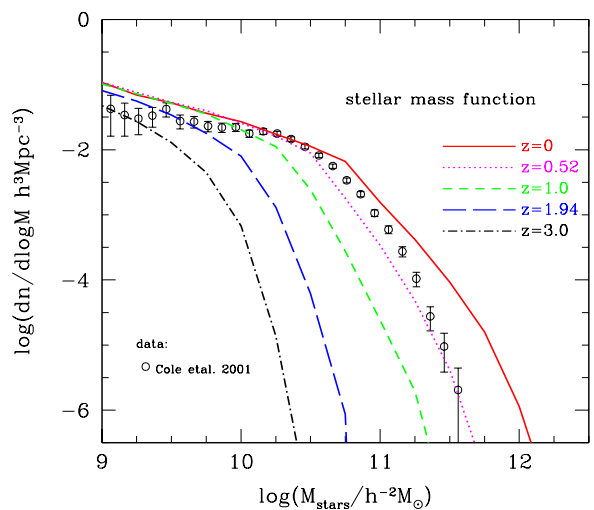


図 3.23: 準解析的な階層的銀河形成モデルの予想する銀河の星質量関数の進化 [90]。CDM 仮説に従う銀河形成モデルでは、遠方で重い銀河が激減する ([110] 参照)。

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]。

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 ($\text{FWHM} \sim 0''.3 @ 5\mu\text{m} \sim 2\text{kpc} @ z = 5$) は、遠方銀河の衛星銀河を直接分解するの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。

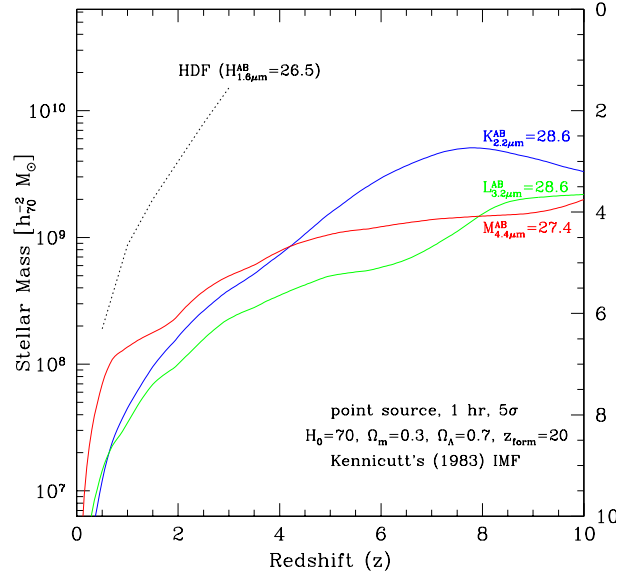


図 3.24: 口径 3.5m のスペース望遠鏡で回折限界に達した場合の限界到達光度を、検出できる星質量で表したもの。 $z = 20$ で一度に星が生まれたというモデルを採用し、その後の受動的進化を仮定している [111]。点源の場合 $z = 10$ まで $2 \times 10^9 M_\odot$ の銀河 (構成単位天体) まで検出できる。

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	$> 3\text{m}$	撮像	$1 - 10\mu\text{m}$	$0.5 - 2\mu\text{m}$	$1 - 10^\circ$	$\text{FWHM} < 0''.5$

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。H α 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 μ m	$R = 3000$	5'	< 0''.5
スペース	> 3.5m	分光 (IFU)	0.5 – 10 μ 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偏在している。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偏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。

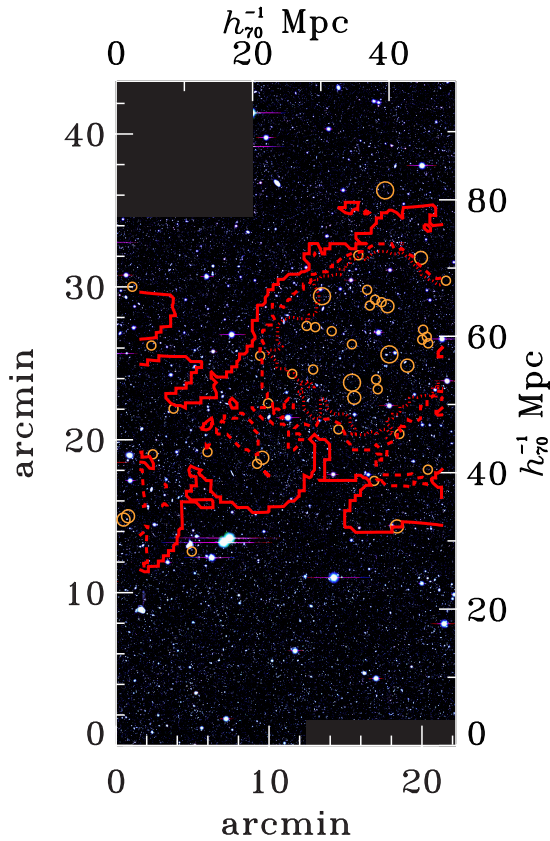


図 3.25: $z = 4.9$ における $\text{Ly}\alpha$ 輝線銀河が作る大規模構造 [144]。丸い点は $\text{Ly}\alpha$ 輝線銀河の天球面上での位置。コントアは $\text{Ly}\alpha$ 輝線銀河の天球密度 (実線、鎖線、点線はそれぞれ $\delta\rho/\rho = 0, 1, 2$ に対応)。(カラー 24 ページ)

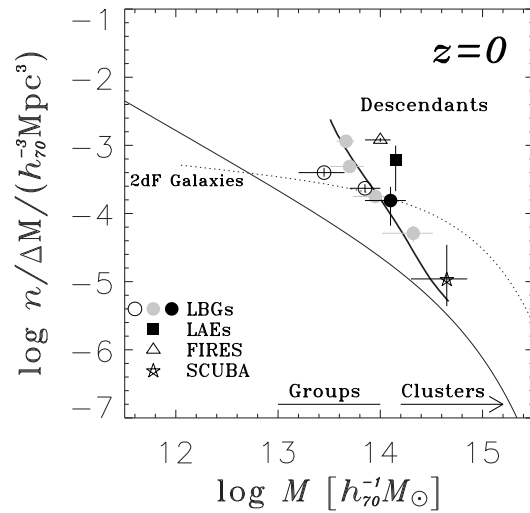


図 3.26: 観測結果と CDM モデルを組み合わせて求めた、高赤方偏移銀河を持つダークハローが $z = 0$ でなす質量関数 [134]。丸はライマン・ブレイク銀河 (LBG)、三角は近赤外線を選んだ赤い銀河 (FIRES)、星印は遠赤外線を選んだ銀河 (SCUBA) を意味する。丸、三角、星印に付けられている白抜き、灰色、黒色の 3 段階の濃度は検出された銀河の赤方偏移を意味し、それぞれ $z \sim 3$, $z \sim 4$, $z \sim 5$ である。ここで個数密度は、遠方銀河の個数をそのまま使っているため、合体の効果などを考慮しない場合に対応する。太線は $z = 4$ 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 (クラスターリング) 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ー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。銀河のクラスターリング強度は、ダークハローのクラスターリングの強度を反映する。銀河のクラスター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。

銀河のクラスターリングの情報を 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ー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・ブレイク銀河、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、 Λ 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 $1 - 4\mu\text{m}$ の狭帯域フィルターを使う。

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)

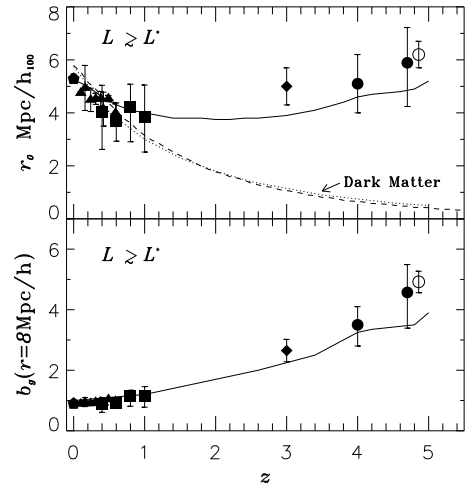


図 3.27: 遠方ライマン・ブレイク銀河 (LBG, 黒印) およびライマン輝線銀河 (LAE, 白抜き) の密度適合 (相関長, r_0) とダークマター分布に対する銀河分布のバイアス・パラメータ (b) の進化 [134]。破線はダークマターの密集の強さを表す。

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	$> 3.5\text{m}$	撮像、分光	$1 - 6\mu\text{m}$	$0.1 - 0.5\mu\text{m}$	$> 1^\circ$	$\text{FWHM} < 0''.5$
地上大型	$> 30\text{m}$	撮像、分光	$1 - 3\mu\text{m}$	$0.1 - 0.5\mu\text{m}$	$> 1^\circ$	$\text{FWHM} < 0''.5$

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 $2 - 10\mu\text{m}$ 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 $1.6\mu\text{m}$ 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索し、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 μ m	0.5 – 2 μ m	10 $\square^\circ$	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 年で飛躍的な進化をとげた。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蛛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受けていないか (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 μ m	$R > 50,000$		
スペース	> 4m	撮像	0.3 – 2.5 μ m		1'	< 0''.1
地上	> 30m	撮像	0.3 – 2.5 μ 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

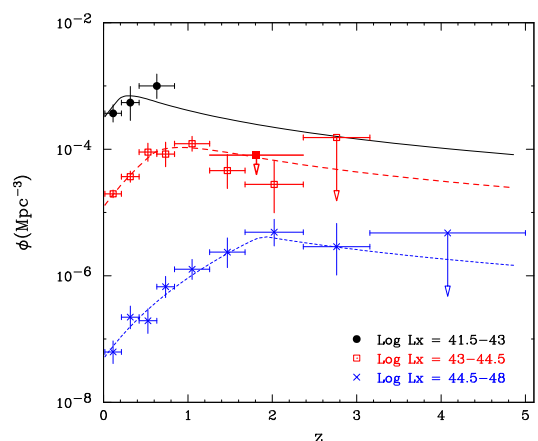


図 3.28: AGN/クエーサーの光度別数密度の進化 [154]。

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 による深探索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。

さらに 10 年以降後には、XEU、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、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られる。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、 $H\alpha$ 線まで観測しないと行けないので、例えば $3\mu\text{m}$ 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/クエーサーの探索には、赤外での探索が威力を発揮するかもしれない。最近、2MASS で見つかった赤い 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索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の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。

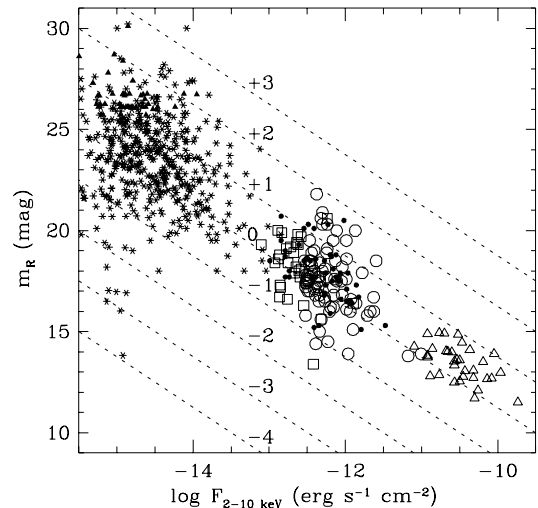


図 3.29: AGN/クエーサー (含候補) の X 線フラックスと可視等級の関係 [89]。

さらに、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／ダストトールスで、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。)

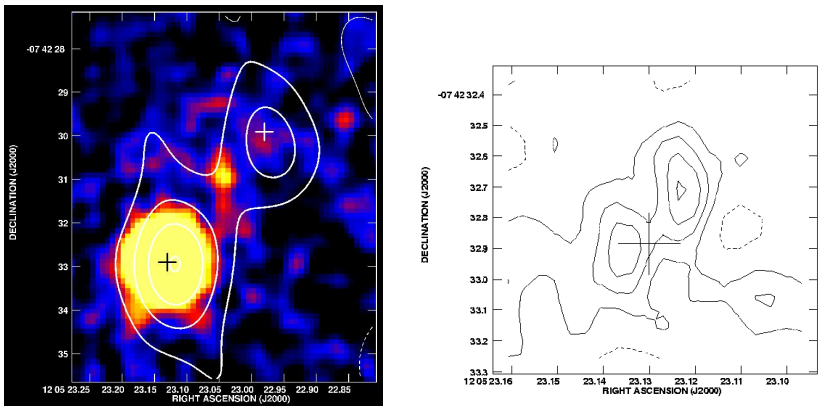


図 3.30: $z = 4.7$ に存在するクエーサー BR1202-0724。左図のコントアは VLA によって得られた CO(2 – 1) 輝線の分布。背景はすばるによる [OII]3727 輝線を含む狭帯域撮像データ。左下の分子ガスにはクエーサーが付随しているが、右上の分子ガスには可視対応天体が有意に見えていない。右図は、左図の左下のガス分布をさらに高分解能で観測した結果で、視野は 1''. 分解能は 0''.2 – 0''.3。小さいスケールでも二つ目玉構造が見てとれる [129, 94]。(カラー 24 ページ)

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 – 2μm	$R \sim 5$	1 – 100''	0''.01
地上	20m	分光 (MOS)/面分光	0.4 – 2μm	$R \sim 10^3$	< 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。

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

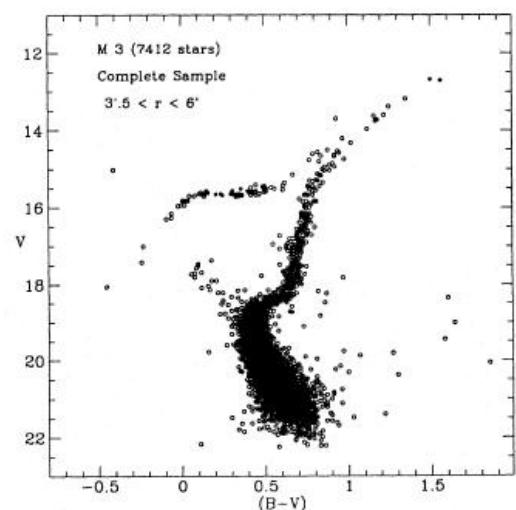


図 3.31: 銀河系内の球状星団 M3 における色－等級図 [165]

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。恒星進化のモデル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

例えば密度構造、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

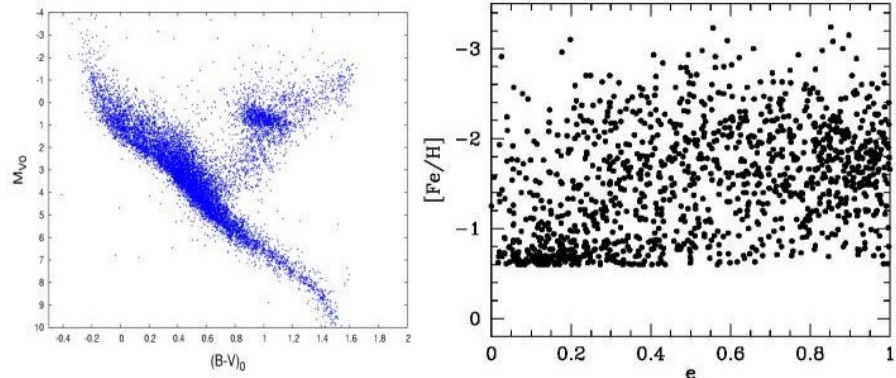


図 3.32: (左) 太陽近傍における色 - 等級図 [170]、(右) $[\text{Fe}/\text{H}]$ と軌道離心率の関係 [166]

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 $[\text{Fe}/\text{H}] < -3$ 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なになっているのか、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。

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と思われる、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、最近これまでに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、 $V = 20\text{mag}$ に至る暗い星まで

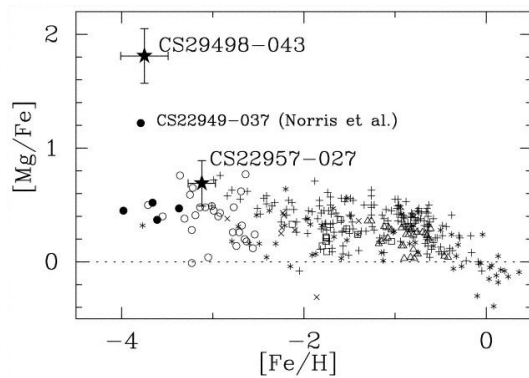


図 3.33: 太陽近傍における $[Mg/Fe]$ と $[Fe/H]$ の関係 [161]

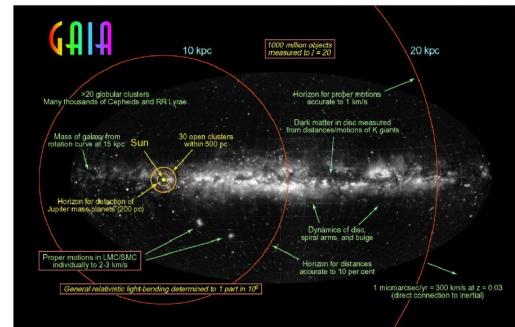


図 3.34: GAIA が目指す高精度三角視差と固有運動測定の観測領域

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、 $V < 17\text{mag}$ 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 $0.9 \mu\text{m}$ 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?

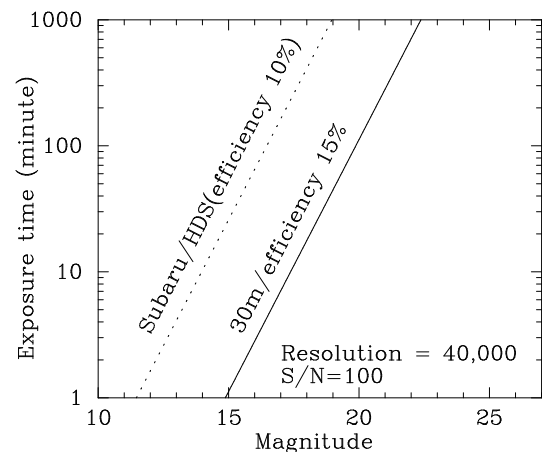


図 3.35: $S/N = 100$, $R = 40000$ の高分散分光観測を行なうために必要とされる露出時間

- 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、銀河当た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。これ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、個々の星に基づ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ら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なった場合、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]。

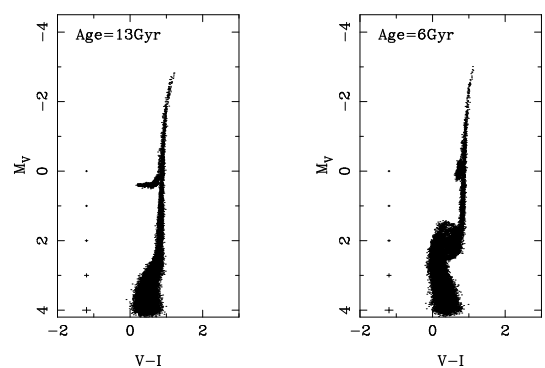


図 3.36: 銀河の最初の星形成時期を変えた場合の色－等級図。(左): 130億年前に最初の星形成、(右): 60億年前に最初の星形成。

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、局所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所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ふ。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、金属量分布関数から見積ることができる。

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

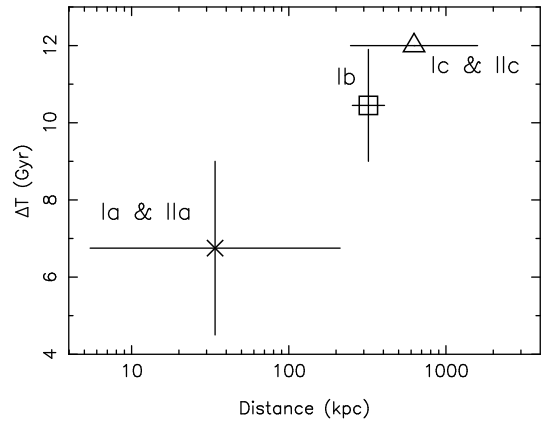


図 3.39: 局所銀河群矮小銀河で星形成が続いた時間 ΔT (10^9 年単位) と大きな銀河 (銀河系か M31) からの距離の相関

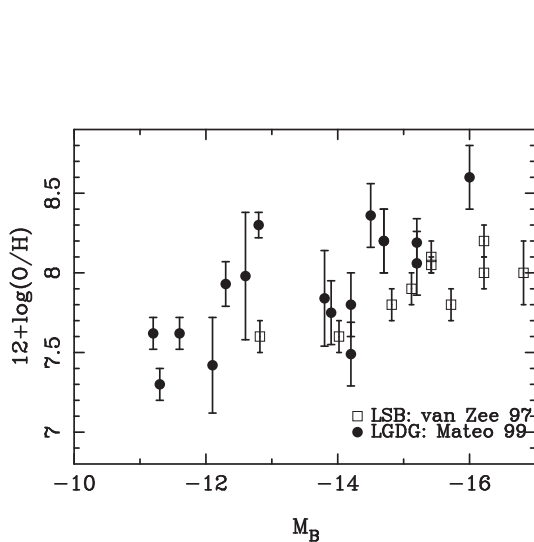


図 3.37: 局所銀河群矮小不規則銀河 (LGDG) と近傍の矮小不規則銀河 (LSB) の絶対等級と金属量の相関

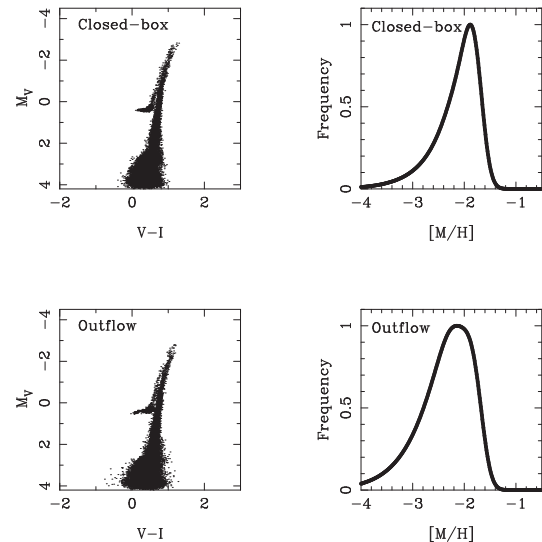


図 3.38: ガスの流出がない場合 (上パネル) とある場合 (下パネル) の色 - 等級図と金属量分布関数

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 $5 \times 10^3 / \text{方}'$ 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 $1.6 \times 10^6 / \text{方}' = 450 / \text{方}''$ という個数密度になるので、 $2 \times 10^{-3}''$ 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る。

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なになっているか? 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? 星団系のダイナミクスはどのようなになっているか? 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なになっているのか? 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、存在するかどうか不明である。

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。

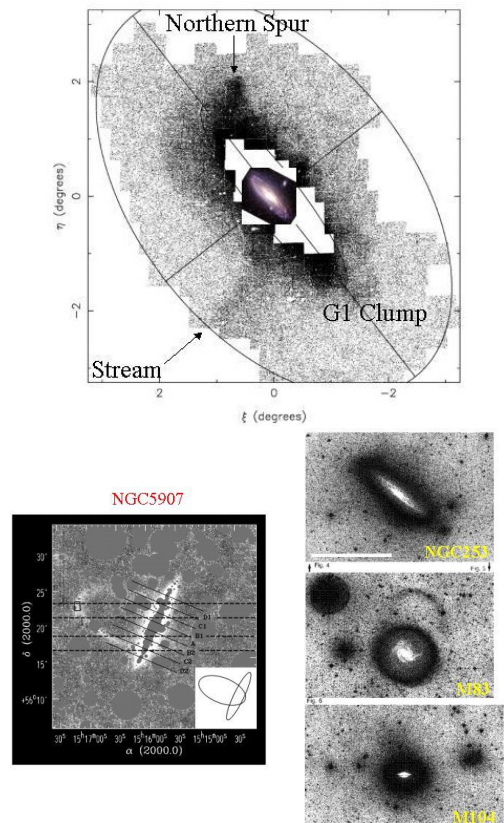


図 3.40: M31(上)[169] と様々な銀河(下)[174] におけるハロー構造

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 μ m	$R > 10,000$	30'' $\times$ 30''	FWHM < 0''.02
スペース	> 3m	撮像＋分光	1 – 5 μ 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、 $H\gamma$ 吸収線のプロファイルを測定すると、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樣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樣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る。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、ライマンブレイ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。さもないと、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的理論である。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。

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、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ができ、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る。
- 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。

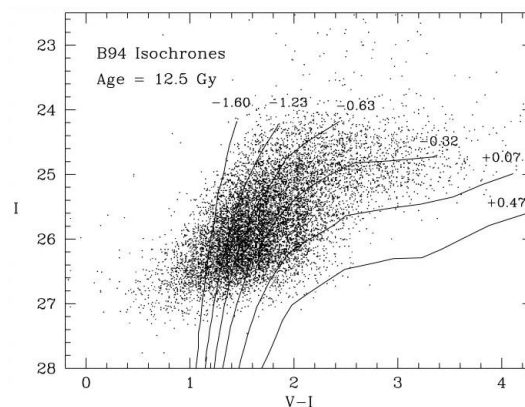


図 3.41: NGC5218 の色－等級図 [HST 撮像: Harris et al. (1999)] もし楕円銀河の星が全て古いと仮定してよければ、この巨星分枝の色の分散から星の金属量分布を求めることができる。図中の実線は年齢 120、50 億年の等時曲線。数字は $[\text{Fe}/\text{H}]$ 。

- 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ような初期質量関数 (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、 $-2.1 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.7$ 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、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。

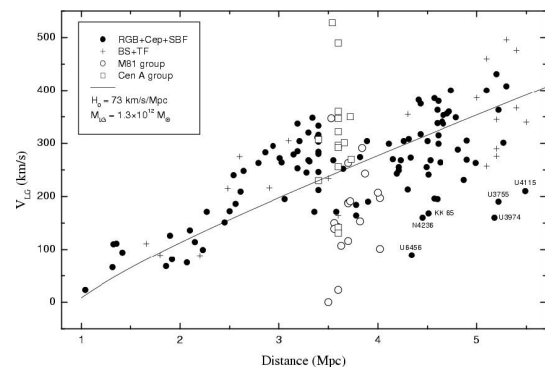


図 3.42: 5Mpc までの銀河の距離と後退速度の関係 [173]

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籠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 $1\ \mu\text{m}$ 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 $17\ \text{mag}/\square''$ まで、 $M_V = 1$ の星は表面輝度 $23.5\ \text{mag}/\square''$ 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 $\sim 15\ \text{mag}/\square''$ 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/arcsec² の場所では役に立たない)。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/arcsec² 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/arcsec² の場所なら、 $V = 30.8$ mag まで、表面輝度 24 mag/arcsec² の場所なら、 $V = 33.3$ mag まで、表面輝度 26 mag/arcsec² 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/arcsec² 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。

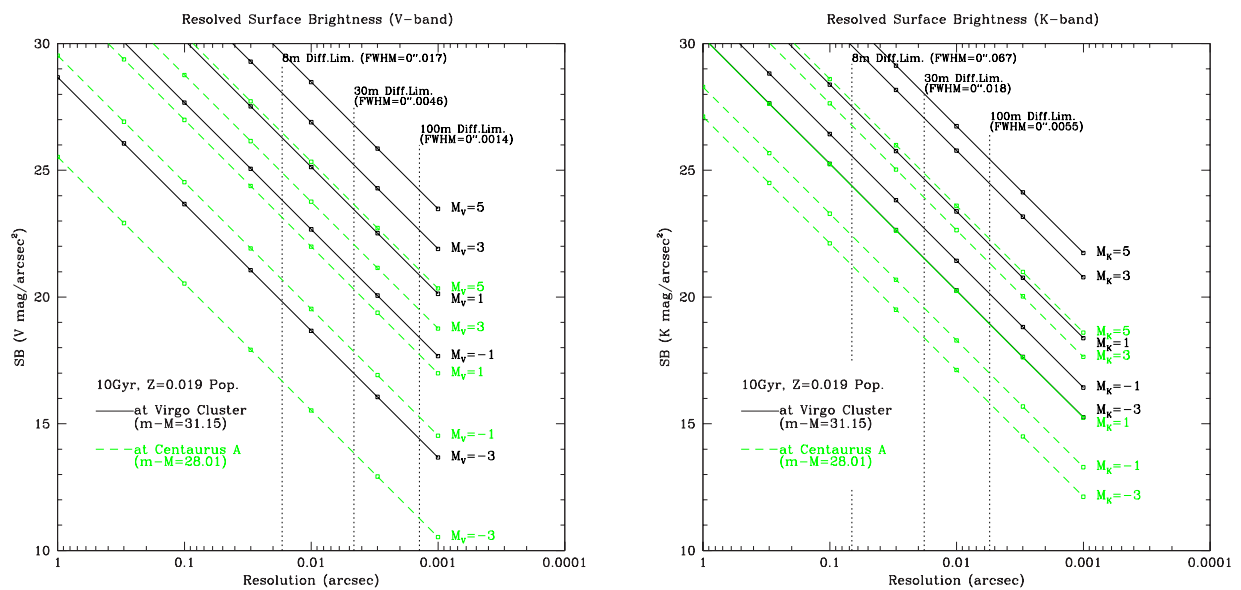


図 3.43: V バンド (左) と K バンド (右) での空間分解能と絶対等級 M の星が分解可能な表面輝度の関係。実線はおとめ座銀河団、緑波線はケンタウルス A について、絶対等級毎 ($M_V = -3, -1, 1, 3, 5$) に分解観測可能な表面輝度を表した。銀河を構成する星種族としては金属量 0.019 の年齢 100 億年の単一星種族を仮定した。

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いうことが分かる。

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 $0''.001 \sim 0''.002$ 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 $10'' \sim 20''$ 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 $\sim 10'$ 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

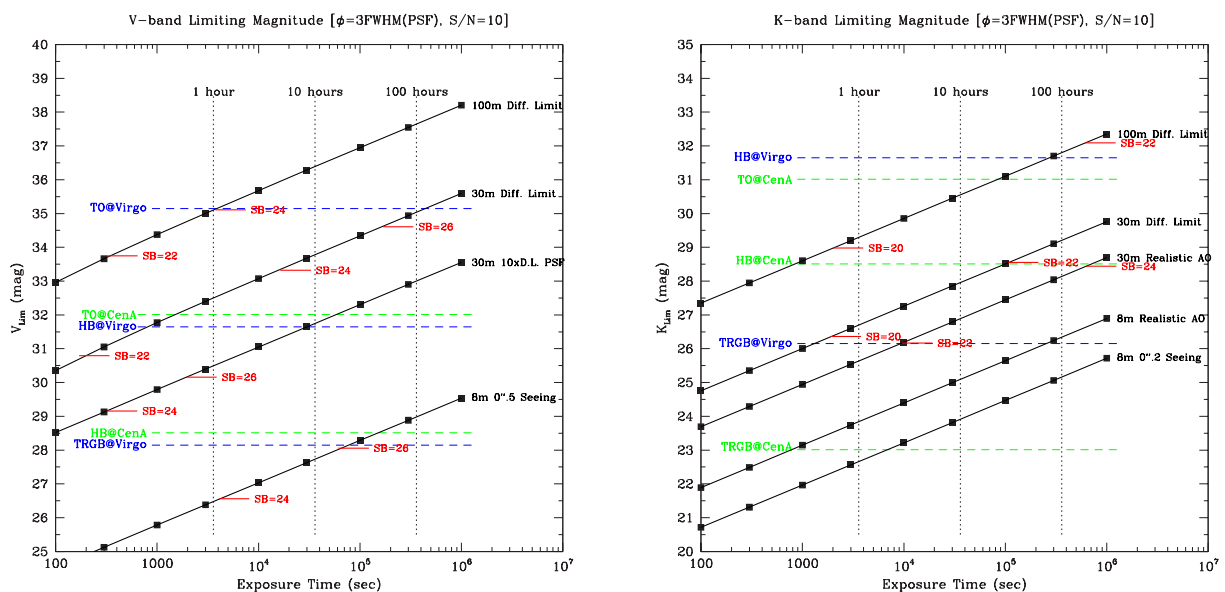


図 3.44: V バンド (左) と K バンド (右) での積分時間と限界等級の関係。おとめ座銀河団、ケンタウルス A での TRBG、水平分枝星 (HB)、主系列星の転向点 (TO) の実視等級を付記した。図中に描かれている「SB = 22」などの印は、おとめ座銀河団の銀河のある表面輝度の場所を観測したときに、星の密集度によって決まる観測可能な限界等級を表す。

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 $15\mu\text{m}$ 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 柁司	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つて初めて、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索が提案されている。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 $0.9\mu\text{m}$ 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	$0.3 - 2.5\mu\text{m}$	$R > 5000$	> $10'$	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、有効温度に一对一の対応をせず、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、 $2.5\mu\text{m}$ 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る。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十分で、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十分である。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 $[\text{Fe}/\text{H}] < -4$ というような天体が準矮星に過去にみつかり、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する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 $2.5\mu\text{m}$ より短波長の赤外スペクトルに現われると L/T 遷移がおけるとされており、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、 $Z(1\mu\text{m})$ 、 $J(1.2\mu\text{m})$ 、 $H(1.6\mu\text{m})$ 、及び $5\mu\text{m}$ より長波長で、自ら輝いているであろう。一方 X 型矮星は、 $5\mu\text{m}$ 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、 $1.6\mu\text{m}$ 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、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、 $K(2.2\mu\text{m})$ 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、 $5\mu\text{m}$ 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% を越えるストレーラ比を 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、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、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、 $1\mu\text{m}$ 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広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、 $0''.5$ である。これを検出するには、 $1.6\mu\text{m}$ で、 $\lambda/D < 0''.1$ 。言い換えれば $D > 3\text{m}$ が欲しい。

もう一つのアプローチは、 $5\mu\text{m}$ より長波長で検出するという方法である。XY 型矮星は、 $M(5\mu\text{m})$ バンドで超過があると思われる。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 $0''.5$ の伴星型 X 型矮星を検出したければ、 $D = 9\text{m}$ 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、単一鏡を考えると、 $D = 3 \sim 4\text{m}$ が最大である。SPICA ($D = 3.5\text{m}$) は、 $5\mu\text{m}$ での回折限界のコロナグラフを搭載する予定であり、離角 $1''.5$ 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	$R \sim 300$	$10''$	$0''.3$
スペース	3 m	コロナグラフ	$0.5 - 1.6 \mu\text{m}$	$R \sim 300$	$10''$	$0''.3$
SPICA	3.5 m	コロナグラフ	$5 \mu\text{m}$	$R \sim 300$	$10''$	$1''.5$

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、 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 $23\mu\text{m}$ 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、 $5\mu\text{m}$ で $30\mu\text{Jy}$ 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、 $3.5 \mu\text{m}$ と $5\mu\text{m}$ 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、 $3.5\mu\text{m}$ バンドと $5\mu\text{m}$ バンドでの大きなフラックス比が予想され、 $3.5\mu\text{m}$ バンドの感度の良さが重要なのである。X 型矮星以外に、 $5\mu\text{m}$ で受かり、 $3.5\mu\text{m}$ 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す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 $5\mu\text{m}$ 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、 $5\mu\text{m}$ 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 μm	$R \sim 5$	0.2 $^\circ$	0''.4
WISE(スペース)	0.4 m	全天サーベイ	3.5 – 23 μm	$R \sim 4$	0.6 $^\circ$	2''.75
スペース	1.5 m	全天サーベイ	1 – 5 μm	$R \sim 0.3$	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 $M = 0.075 \sim 0.092 M_\odot$ 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だろう。

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、 $\mu > 8''/\text{yr} \cdot (10\text{pc}/d)$ 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、 $d < 600\text{pc}$ 、 $\mu > 0''.12/\text{yr}$ 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 μm	$R \sim 5$	8'.5 × 8'.5	0''.25/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いうことになり、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、この点の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、ということである。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い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はほかならない。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 $350 \mu\text{m}$ 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	$> 25 \text{ m}$	撮像・分光	可視・近赤外 ($\sim 1 \mu\text{m}$)	$\sim 10^6$	$0''.01$
干渉	$\sim 500 \text{ m}$	撮像・分光	中間赤外 ($\sim 20 \mu\text{m}$)	$\sim 10^6$	$0''.01$
(スペース) 干渉	$\sim 2500 \text{ m}$	撮像 (・分光)	遠赤外 ($\sim 100 \mu\text{m}$)	$\sim 10^6$	$0''.01$

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 $8-10 \text{ m}$ 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。

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語る上で鍵となる。恒星分野に限っていても、(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、 $[Fe/H] \sim -3$ 程度の星が知られていた。1984 年に $[Fe/H] \sim -4.0$ 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

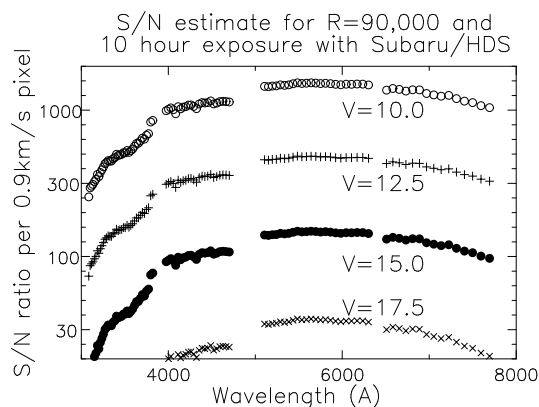


図 3.45: すばる高分散分光器 (HDS) を用いた場合に得られる S/N 比 (1pixel = 0.9km/s あたり)。天体としては F0 型矮星のスペクトルを仮定し (V 等級で 10 等から 17.5 等まで 4 とおり)、波長分解能 90,000 (スリット幅 0.4 秒角)、積分時間は 10 時間と仮定した。シーイングサイズは 0.5 秒角、5000Å 以上では ADC 使用、それ以下では青用イメージロータータ使用を仮定した。波長分解能を 90,000 と高めに仮定したのは、同位体組成解析を行う場合も考えたためである。

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る組成測定は、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いずれも少なく、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) の低い星を探索する、ないしはこのような天体をより多数研究するには、より深い探索と、そのフォローアップ観測が必要になるとみられる。探索については、新たな低金属星の探索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 (${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$) 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、最近では、MgH 吸収線を用いて、Mg 同位体比 (${}^{24}\text{Mg}$: ${}^{25}\text{Mg}$: ${}^{26}\text{Mg}$) 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 核の破碎によって作られると考えられている Be は、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.3$ 程度の星までで観測されるようになった。また、 ${}^6\text{Li}$ の観測 (${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$ 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、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ 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 (${}^7\text{Li}$) は、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.7$ 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($[\text{Fe}/\text{H}] < -3$)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($< 3000 \text{ \AA}$)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。

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

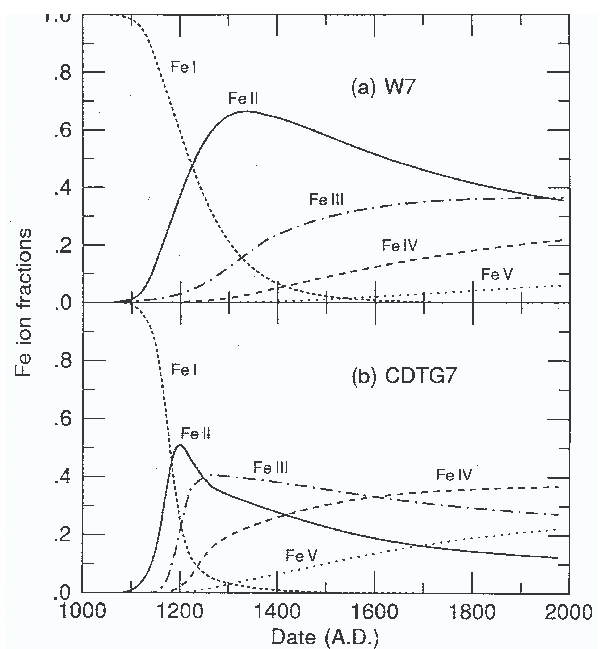


図 3.46: SN 1006 の中心にある鉄のイオン化状態の時間変化。2つの異なる Ia 型超新星理論モデルをもとに計算。[191] から転載。

SNR	Age (yr)	Fe I (10^{15} cm^{-2})	Fe II (10^{15} 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 $10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ 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 $\lambda 238.2 \text{ nm}$ で期待される SN 1006 からの強度は大体 $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ほどであり、吸収線の等価幅は $7 \text{ \AA}$ 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 $\lambda\lambda 3020.639, 3719.935, 3859.911$) の等価幅はおおよそ $1 \text{ \AA}$ 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 | 5. 惑星の初期進化 |
| 2. 原始惑星系ダスト円盤の構造と進化 | 6. 太陽系外縁部の構造 |
| 3. 原始惑星系円盤の化学進化 | 7. 系外惑星系 |
| 4. 惑星とガス円盤の相互作用 | 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]。

(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

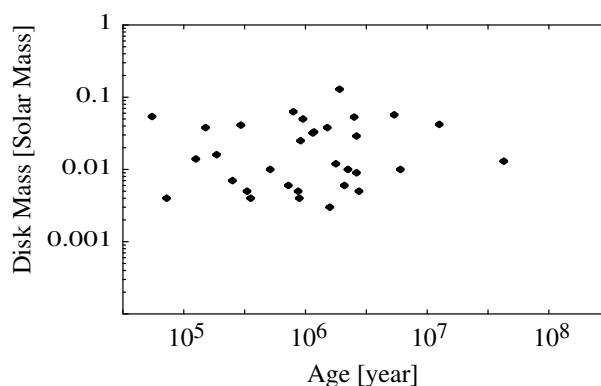


図 3.47: 円盤の質量とその時間変化 (約 0.001 太陽質量以下は測られていない)

(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。

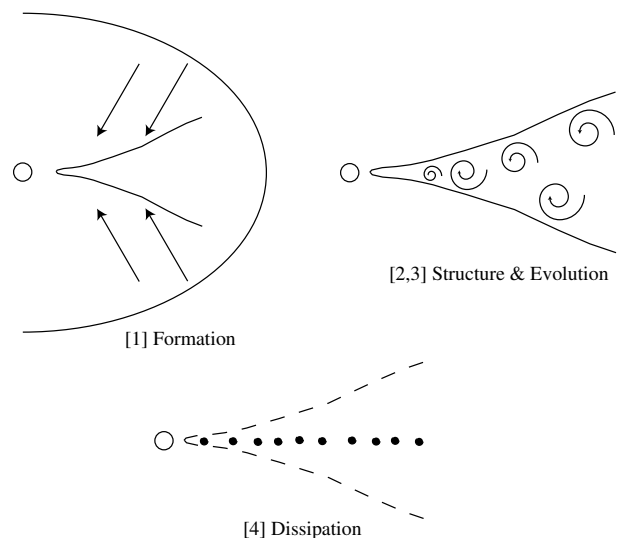


図 3.48: 原始惑星系ガス円盤に関する諸問題

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、 $1\mu\text{m}$ 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、アメル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、がく座 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、がく座 β 星周囲のダスト円盤の $10\mu\text{m}$ 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・シリケートの組成と 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。

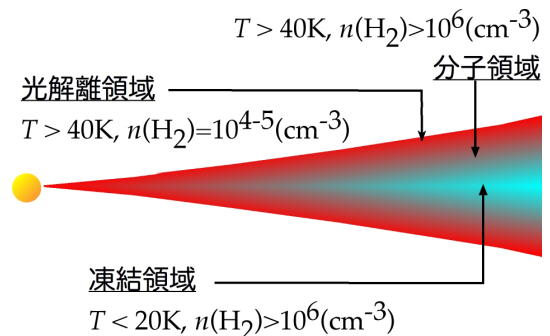


図 3.49: 化学組成に注目した円盤断面の模式図

(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・シリケート)

赤外では氷とシリケートの吸収・放射を観測できる (シリケー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的の高い領域にある H_2O 氷の放射 ($45\mu\text{m}$) 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 $0''.1$ 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起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。

(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)に間隙がつけられているかどうかで、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天文単位的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。

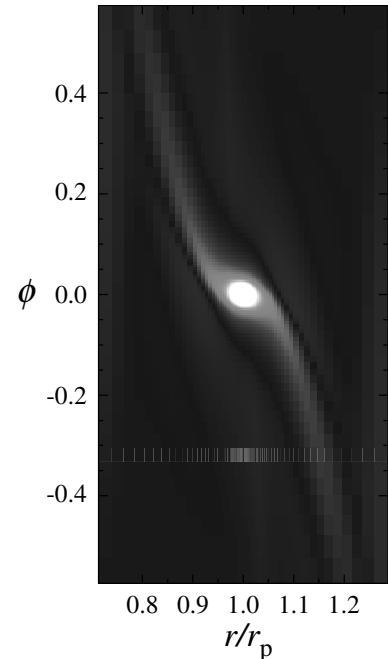


図 3.50: 惑星重力によりガス円盤に励起される密度波。[261] の数値流体計算結果より。

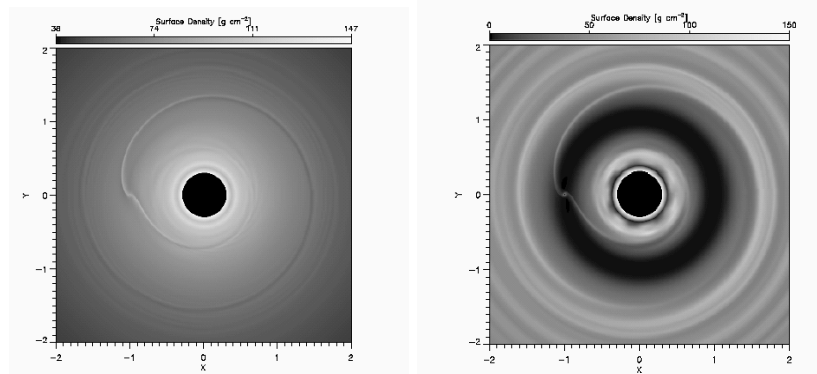


図 3.51: 惑星とガス円盤の相互作用。タイプ1の場合(上: 間隙なし)とタイプ2の場合(下: 間隙あり)の比較。[213] より抜粋。

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 $^{182}\text{Hf}-^{182}\text{W}$ 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 $^{40}\text{Ar}/^{36}\text{Ar}$ と $^{129}\text{I}-^{129}\text{Xe}$ 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た。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。

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、一時期の搜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合にあるものの、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): 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。

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、 $1.5\mu\text{m}$ および $2\mu\text{m}$ 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

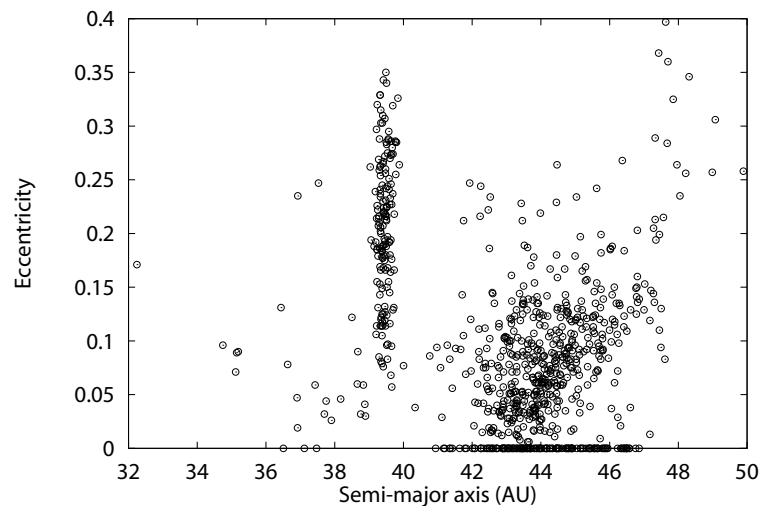


図 3.52: えくぼの軌道長半径 (a) - 軌道離心率 (e) 面上の分布

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、いくら搜索しても、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。遠日点を超えるものは、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ぽ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、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。搜索だけでなく、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。それも搜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広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 搜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、2–4m 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と考えられ、軌道離率は下げられ、公転と自転がロックアップし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. 大軌道離率惑星

軌道長半径は 0.1AU 以上。軌道離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。

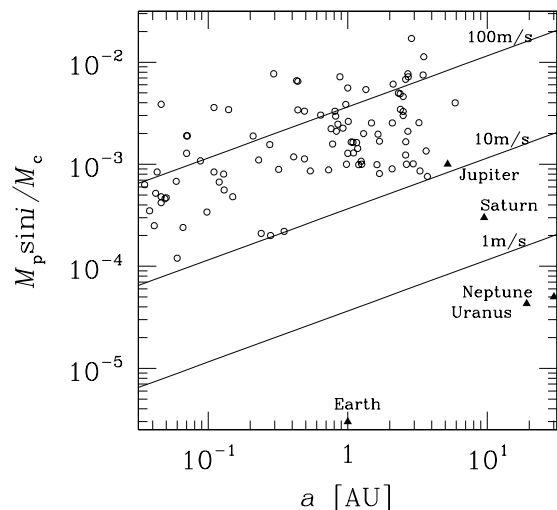


図 3.53: 発見された系外惑星の質量 M_p (中心星質量 M_c で規格化してある) と軌道長半径 a の分布。系外惑星の質量には視線方向と軌道面法線がなす角 i の不定性から来る $\sin i$ の不定性がある。太陽系惑星も三角でプロットしてある。斜めの実線のは中心星が太陽質量のときの中心星のドップラー遷移速度 $v_r = 1, 10, 100\text{m/s}$ に対応するパラメータ。

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、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る、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が存在であろう。液体相の海が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。

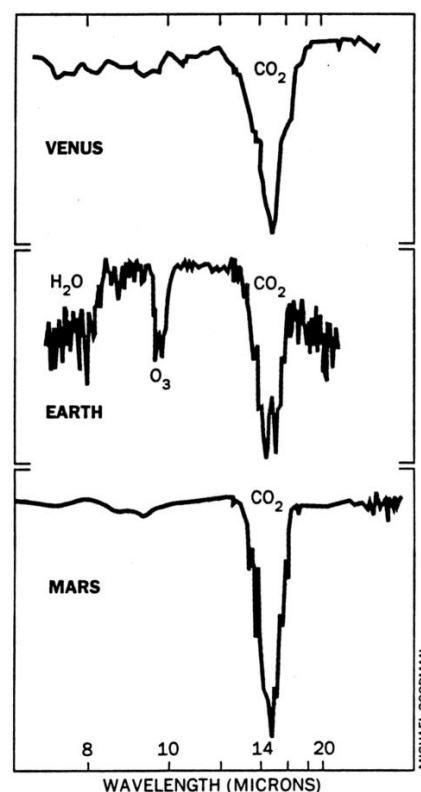


図 3.54: 金星、地球、火星の近赤外でのスペクトル (R. Hanel, NASA Goddard Space Flight Center より)

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、明らかになっていないと言え難い。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

H₂O 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 CO₂ 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、CO₂ 大気量を精度よく観測できないか? 厚い CO₂ 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] Jaroszyński, M., Wambsganss, J., Paczyński, B., 1992, *ApJ*, 396, L65
- [67] Kaspi, S., Smith, P. S., Netzer, H., Maoz, D., Jannuzi, B. T., & Givon, U. 2000, *ApJL*, 533, 631
- [68] Kato, S., Fukue, J., Mineshige, S., 1998, *Black-Hole Accretion Disk* (Kyoto University 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., Paczyński, 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、晚期型星

- [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., Joungh, 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

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

¹http://www.esa.int/esaCP/GGG4SXG3AEC_index_0.html

²http://spaceinfo.jaxa.jp/db/kaihatu/kan/kikan_j/csiro_a_j.html

³<http://www.kari.re.kr>

⁴http://spaceinfo.jaxa.jp/db/kaihatu/kan/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

⁸NSF(\$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