

学位申請論文
すばる OHS 用冷却赤外分光カメラの開発と
電波銀河 B3 0731+438 の近赤外撮像観測

京都大学大学院理学研究科物理学・宇宙物理学専攻 本原顕太郎

平成 12 年 1 月 17 日

概要

すばる望遠鏡の完成により、日本の天文学もいよいよ 8メートルクラスの望遠鏡のデータを用いた研究の時代に本格的に突入する。その七つある第一期観測装置の一つが、京都大学物理学第二教室で開発が進められている OH-Airglow Suppressor Spectrograph (OHS) である。

近赤外、特に $1.25\mu\text{m}$ 帯 J 、 $1.65\mu\text{m}$ 帯 H バンドの観測では大気上層部の OH ラジカルの輝線 (夜光輝線) が大気からのバックグラウンド放射の大部分を占め、観測の障害となっている。OHS は高分散分光 ($\lambda/\Delta\lambda = 5500$) を行ってこの夜光輝線を最大 95% 以上除去することにより通常に比べて 1 等級程度暗い天体の撮像/低分散分光を可能にする夜光輝線フィルタで、 J 、 H バンドで地上観測ではもっとも暗い天体の観測を可能にする。

OHS はこの夜光除去部と夜光が除去された光を分光/撮像するカメラ部にわかれ、そのカメラ部は Cooled Infrared Spectrograph and Camera for OHS (CISCO) とよばれる独立した観測装置となっている。CISCO は日本で初めて 1024×1024 ピクセルのアレイ検出器 HAWAII を用いた分光/撮像カメラで、撮像モードで波長 $0.9 \sim 2.4\mu\text{m}$ に感度を持つ視野 $2' \times 2'$ のカメラ、分光モードで $\lambda/\Delta\lambda \sim 300$ 程度の波長分解能の分光器となる。これらの制御とデータ取得は Messia III と呼ばれるボードコンピュータシステムで行われる。さらに、システム全体はすばる望遠鏡のコンピュータシステムに組み込まれて、望遠鏡と連動した使いやすいインターフェースを提供する。

CISCO はすばる望遠鏡の試験観測期の 1999 年 1 月から 7 月にかけて単独でカセグレン焦点に取付けられ、その試験観測装置として数多くの成果をもたらした。

その一つが $z = 2.429$ の電波銀河 B3 0731+438 の近赤外撮像観測である。この観測は $2.1\mu\text{m}$ 帯の広帯域フィルタ (K' -バンド) と $2.25\mu\text{m}$ の狭帯域フィルタの 2 バンドで行われた。 $2.25\mu\text{m}$ バンドはちょうどこの銀河の $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ 輝線に相当する。

この観測の結果、中心から 50 kpc 近くまで広がったコーン状の $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ の輝線雲が検出された。その形状は中心から両側の電波 hot spots へ延びる alignment effect を示し、それぞれの端が 2 股にわかれている。その形状から輝線雲はおそらくはコーン状に広がっており、中心に隠された AGN から放射された紫外線で励起されているものと考えられる。電離ガス雲の電子密度は $50(e^-/\text{cm}^3)$ 、質量が $5 \times 10^9 M_\odot$ 、水素電離光子数が $4 \times 10^{55}(\text{s}^{-1})$ と推定され、他の $z > 2$ 電波銀河の $\text{Ly}\alpha$ 雲から得られた値とほぼ同程度である。また中心に隠されている AGN が等方的に電離光子を放出していると仮定するとその総量は $10^{57}(\text{s}^{-1})$ と推定され、これはもっとも明るいクエーサーにも匹敵する量である。

一方、輝線成分を除去した $2.1\mu\text{m}$ (静止波長 $6000\text{\AA}$) イメージは中心に分解されない AGN コア ($0''.4$ 以下) と広がった銀河成分に分解された。他バンドの結果と合わせて spectral energy distribution のフィットを行った結果、母銀河は instantaneous な星生成を起こして 500 Myr 程度経過しており、その星質量は $3 \times 10^{11} M_\odot$ であると推定される。これは標準的な $z = 1$ の 3CR 電波銀河と同程度の星質量である。

本論文の第 1 部 (1~3 章) ではまず赤外線天文学の歴史とその基礎、それに OHS について概観する。第 2 部 (4~10 章) では CISCO のハードウェアおよびソフトウェア両面について詳細に解説を行う。最後に第 3 部 (11~12 章) で電波銀河 B3 0731+438 の観測結果とその科学的成果の報告を行う。

目次

第 I 部	序	5
第 1 章	天文学	6
第 2 章	赤外線天文学	7
2.1	歴史	7
2.2	赤外線天文学の実際	11
2.2.1	波長	11
2.2.2	大気の窓	11
2.2.3	背景放射	12
2.2.4	望遠鏡	13
第 3 章	OHS の原理とすばる OHS	14
3.1	OHS の原理	14
3.2	すばる OHS	16
第 II 部	すばる OHS 用冷却赤外分光カメラ CISCO	20
第 4 章	機械系	21
4.1	外観	21
4.2	冷凍機	21
第 5 章	光学系	25
第 6 章	Messia III	28
第 7 章	制御系	31
7.1	モーター制御	31
7.2	温度監視/制御	31
第 8 章	データ取得回路系	35
8.1	システム構成	35
8.1.1	仕様	35
8.1.2	データ取得の流れ	35
8.2	HAWAII アレイ検出器	36
8.2.1	大フォーマットアレイ検出器	36

8.2.2	HAWAII の仕様	37
8.2.3	HAWAII の構造と駆動原理	39
8.2.4	電源と駆動クロック	41
8.3	読み出し回路系	42
8.3.1	回路ボード構成	42
8.3.2	ファンアウトボード	42
8.3.3	プリアンプボード	45
8.3.4	ADC ボード	47
8.3.5	クロックドライバボード	47
8.4	VMI ボードへのデータ入力	48
8.5	ノイズ対策	50
8.5.1	冷凍機配管の絶縁	50
8.5.2	モータドライバ電源	51
8.5.3	望遠鏡とクライオスタットの絶縁	51
第 9 章	ソフトウェア	53
9.1	すばる望遠鏡の計算機システム	53
9.1.1	計算機群	53
9.1.2	装置依存コマンド	54
9.1.3	抽象化コマンド	56
9.1.4	観測手順書	57
9.2	CISCO の装置依存コマンド	60
9.2.1	HAWAII コマンド	60
9.2.2	FILTER コマンド	61
9.2.3	SLIT コマンド	62
9.2.4	MODE コマンド	62
9.2.5	ARCHIVE コマンド	63
9.2.6	WAIT コマンド	63
9.3	Messia III ソフトウェア	64
9.4	データ取得ソフトウェア	66
9.4.1	データ取得の基本	66
9.4.2	データ取得ソフトウェアの構成	66
9.4.3	クロックパターン生成/出力部	66
9.4.4	データ取得部	68
第 10 章	CISCO の性能評価	71
10.1	フレームオフセット	71
10.2	Conversion Factor	74
10.2.1	予想値	74
10.2.2	測定方法	74
10.2.3	実測結果	75
10.3	読み出しノイズ	75
10.4	リニアリティ	76

10.5 システム効率	78
10.6 観測限界	79
10.6.1 理論値	79
10.6.2 観測結果	80
 第 III 部 電波銀河 B3 0731+438 の $2.2\mu\text{m}$ 帯撮像観測	 81
第 11 章 High- z 電波銀河	82
11.1 分類	83
11.1.1 Lobe Dominated Radio Sources (Double Radio Sources)	83
11.1.2 Core Dominated Radio Sources	83
11.2 Alignment Effect	85
11.3 母銀河	89
11.3.1 Morphology	89
11.3.2 $K - z$ Relation	91
11.4 Emission Line Clouds	92
11.4.1 Total Emission Line Luminosity	92
11.4.2 Extended Emission Line Clouds	95
 第 12 章 B3 0731+438 の $2.2\mu\text{m}$ 帯撮像観測	 102
12.1 イントロダクション	102
12.2 CISCO による観測と結果	106
12.2.1 観測	106
12.2.2 解析	107
12.2.3 結果	113
12.3 QUIRC による観測と結果	117
12.3.1 観測	117
12.3.2 解析	117
12.3.3 結果	119
12.4 議論	120
12.4.1 Extended $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ Cloud	120
12.4.2 Emission-Line Core	123
12.4.3 Spectral Energy Distribution	124
12.5 まとめと結論	127
 第 IV 部 付録	 135
付 録 A フィルタ/グリズムの透過率曲線	136
A.1 グリズム	136
A.2 広帯域フィルタ	139
A.3 狭帯域フィルタ	145

付 録 B HAWAII アレイ検出器読み出し回路図	148
B.1 回路図	148
B.1.1 ファンアウトボード	149
B.1.2 プリアンプボード	151
B.1.3 ADC ボード	155
B.1.4 クロックドライバボード	163
B.2 実装部品定数一覧	167
B.2.1 ファンアウトボード	167
B.2.2 プリアンプボード	169
B.2.3 クロックドライバボード	173
 付 録 C クロック制御プログラムソース	 175
C.1 cpg.ascii	175
C.2 spv.ascii	194
C.3 idsp_com.c (IDSP 制御プログラム)	201
 付 録 D CISCO 抽象化コマンドマニュアル	 205
D.1 コマンド一覧	205
D.2 抽象化コマンドリファレンス	208
 付 録 E CISCO 装置テーブル	 234
E.1 パラメータ定義ファイル	234
E.2 装置依存コマンドスクリプトスケルトン (スケルトン)	237
E.2.1 CISCO	237
E.2.2 CS_BL128	248
E.2.3 CS_BL64	249
E.2.4 CS_IMAGING	250
E.2.5 CS_IMAGING4	256
E.2.6 CS_IMAGING4SKY4	261
E.2.7 CS_IMAGING8	263
E.2.8 CS_SNG	270
E.2.9 CS_SPECTROSCOPY	274
E.2.10 CS_SPECTROSCOPY2	281
E.2.11 CS_SPECTROSCOPY2SKY2	284
E.2.12 CS_SPECTROSCOPY4	286
E.2.13 CS_SPECTROSCOPY4SKY4	289

第I部

序

第1章 天文学

人類が初めて、星空が自分たちの住んでいる大地とは全く異なった世界に属していると意識したのはどのくらい昔のことなのだろうか？それは、神の存在を意識したときと大きくは変わらないのではなかろうか？それほどまでに人の命は短く、宇宙はそれに超然とした存在だった。そして、天文学はあくまでも神の意図を星界から読み取るための道具に過ぎなかった。

しかしながら、人類の好奇心は科学という道具を手にしたときから、神の領域を次々に我が物としていった。それは天文学の革命から始まったと言ってもいいかもしれない。地動説によって地球は宇宙の中心の座を太陽に追われ、その太陽も銀河系の小さな星でしかないことがわかった。そして遂には、宇宙は永劫不変なものではなく、無から誕生して膨張しているらしいことが明らかにされたのである。最新の宇宙論は神が存在する必要がない、という可能性すら示唆している。

他方、人類は望遠鏡という宇宙を調べる強力な道具を手に入れた。初めはレンズ径がわずかに数センチメートルだったそれは、400年の科学技術の進歩とともに大型化し、ついに口径10メートル、高さ50メートルという巨大建築物へと進化する。また、20世紀の物理学・電子工学の飛躍的な進歩は γ -線から電波まであらゆる波長の光を捕らえることを可能にし、さらには、前世紀には夢想だにされていなかったニュートリノや重力波によって宇宙を探る試みさえ始められている。

人類は今や、星が生まれる現場を目撃し、死ぬ瞬間の断末魔の叫びを聴き、銀河系の中心核を覗きこみ、ブラックホールから超高速で吹き出すジェットに驚き、地球が生まれる遙か前の銀河を調べ、そして宇宙開闢直後の光すらその手に収めている。そして、天文学はもはや神の意思を知るためのものではなく、宇宙という巨大な実験室で神がやりちらかした実験の結果を代わりにまとめる学問となっている。

われわれは次の千年紀に何を見るのだろうか？

第2章 赤外線天文学

2.1 歴史

赤外線はウィリアム・ハーシェルによって 1800 年に発見された。彼はプリズムで分光した太陽のスペクトルの赤色のさらに外側に水銀温度計を置いたところ、その温度が可視光よりも速く上昇することから、そこに目に見えない光があると考えそれを”calorific rays”と名付けた。これが、人類が赤外線の存在を意識した瞬間である。

しかしながら、その後の赤外線天文学の歩みは遅々としたものだった。18 世紀に入って熱電対や熱電堆による観測が始められたものの、その感度は低く、惑星や明るい星の観測が限界だった。

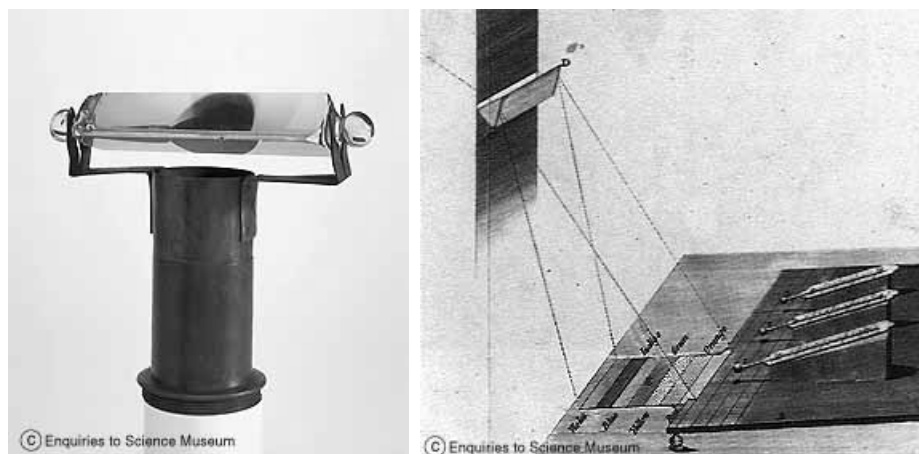


図 2.1: ハーシェルが赤外線を発見するのに用いたプリズム (左) と実験の様子 (右)。英国科学産業博物館 所蔵¹。

そんな状況を大きく変えたのは第二次世界大戦後の半導体技術の急激な進歩である。まず、1950年代に $1 \sim 4\mu\text{m}$ に感度を持つ PbS の素子が登場する。これは、photo-conductive 検出器で、入射した赤外線によって励起された電子/ホール対によって検出器の抵抗が変化するのを検出する。この素子は熱雑音を避けるために液体窒素温度まで冷却する必要があったため、真空冷却用デュワーが必要となった。赤外線天文学が真空冷却装置との二人三脚を始めたのはこれ以降である。一方、1960 年代に入ってゲルマニウム半導体を用いた半導体ボロメータが登場する。これはそれ以前のボロメータに比べて感度が 2 桁から 3 桁も大きく、また波長特性もないことから広く用いられて赤外線天文学を大きく前進させる原動力となった。

¹ <http://www.nmsi.ac.uk/on-line/treasure/objects/1876-565.html>

1970年代になると赤外線観測の重要性が広く認識され、UKIRT² や IRTF³ のような大型の赤外線望遠鏡が建設されるようになった。さらに、1983年には赤外線全天サーベイ衛星である Infrared Astronomical Satellite (IRAS)⁴ が打ち上げられた。この衛星はその寿命である 10ヶ月の間に 12, 25, 60, 100 μm で全天の 96%をサーベイし、約 250,000 天体のカタログを作成した。これはそれ以前に同定されていた赤外線源の 100 倍以上の数で、当時の赤外線天文学にとってはまさに天文学的な数字であった。その中から α Lyra のダスト円盤や F10214+4724 のような重力レンズ天体が発見されていく。しかしながらその検出器は相変わらず単素子で、撮像を行うにも分光を行うにもマッピング観測を行う必要があった。

検出器の多素子化は 1970 年代の半ばから主に米国の国防総省の軍事利用目的の開発によって研究が進められていた。その成果は徐々にではあるが天文学にも流出し、1980 年半ばには Santa-Barbara Research Center (SBRC) が開発した 68×58 ピクセルの InSb のアレイ検出器を用いた観測装置が登場する。1990 年代に入ると、大フォーマット化への動きは一気に加速する。まずはハッブル宇宙望遠鏡に搭載する近赤外多天体分光カメラ⁵ (NICMOS: Thompson 1992) のために Rockwell Science Center⁶ (RSC) によって開発された 256×256 ピクセルの NICMOS3 が 1994 年に登場する。それからわずか 5 年後の現



図 2.2: 米国ハワイ州 ハワイ島のマウナケア山頂に並ぶ望遠鏡群。本文中で述べた望遠鏡の多くがここに並び、世界の赤外線天文学のメッカである。1:United Kingdom Infrared Telescope (UKIRT) 2:University of Hawaii 2.2m Telescope 3:Gemini North 4:Canada France Hawaii Telescope (CFHT) 5:NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) 6:Keck I, II 7:Subaru 8:James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) 9:California Institute of Technology 10.4m Submillimeter Telescope (CSO)

² <http://www.jach.hawaii.edu/JACpublic/UKIRT/home.html>

³ <http://irtf.ifa.hawaii.edu/>

⁴ <http://www.ipac.caltech.edu/ipac/iras/iras.html>

⁵ <http://www.stsci.edu/instruments/nicmos/topnicmos.html>

⁶ <http://www.rsc.rockwell.com/>

在、RSCのHgCdTe 1024×1024 アレイ⁷ (HAWAII: Kozlowski et al. 1994, Hodapp et al. 1996) や SBRC の InSb 1024×1024 アレイ (Aladdin) が一般的に使われており、さらに HAWAII, Aladdin の 2048×2048 ピクセル版である HAWAII2⁸, Aladdin2 の登場も間近に迫っている。これらの素子により、一昔前には想像もできなかったような広視野、高感度のデータを近赤外域でも取得することが可能になった。また、波長 $10\mu\text{m}$ を越える中間赤外域でも 10000 ピクセルを越えるアレイ検出器が登場しており、さらに波長 $30\mu\text{m}$ を越える遠赤外域でも素子数は少ないもののアレイ検出器の開発が進められている。

技術の進歩は望遠鏡自身にも革命を起こしつつある。一つは、望遠鏡の制御の大部分をコンピュータで行うことが可能になったことである。これにより、観測者は寒いドームではなく暖かい制御室でコンピュータの端末に向かって観測を行うことが可能になった (天文学者に大酒飲みが多いという伝説も昔のものになりつつある)。同時に、赤外線観測のように望遠鏡と観測装置を連携させて細かく制御する観測を容易に行える時代が到来した。このような『ロボット』望遠鏡の究極の姿が、現在世界各地に建設されつつある口径 8~10 メートル級の巨大望遠鏡群である。このような巨大な口径の望遠鏡は、かつては鏡自身の重みによる変形のため建設は不可能だと考えられてきた。しかしながら、コンピュータの動作速度が速くなり、そのコストが劇的に下がり始めた 1980 年代頃からロボットの腕 (アクチュエータ) で鏡を裏面から支持してその変形を補正する手法が真剣に検討され始め、1990 年頃からその建設が一気に開始された。現在、建設中のものも含めて世界に 8 メートル以上の口径を持つ望遠鏡は 12 台存在する⁹。21 世紀にはこれらの望遠鏡を用いた観測で激しい競争が行われることになるだろう。

もう一つの望遠鏡の進化の方向は宇宙望遠鏡で、IRAS 以降に赤外線の観測を行った主なもので COBE(COSmic Background Explorer), IRTS (InfRared Telescope in Space), ISO (Infrared Space Observatory), HST-NICMOS (Near Infrared Camera and Multi Object Spectrometer), MSX (Midcourse Space Experiment) などがある。これらの宇宙望遠鏡は

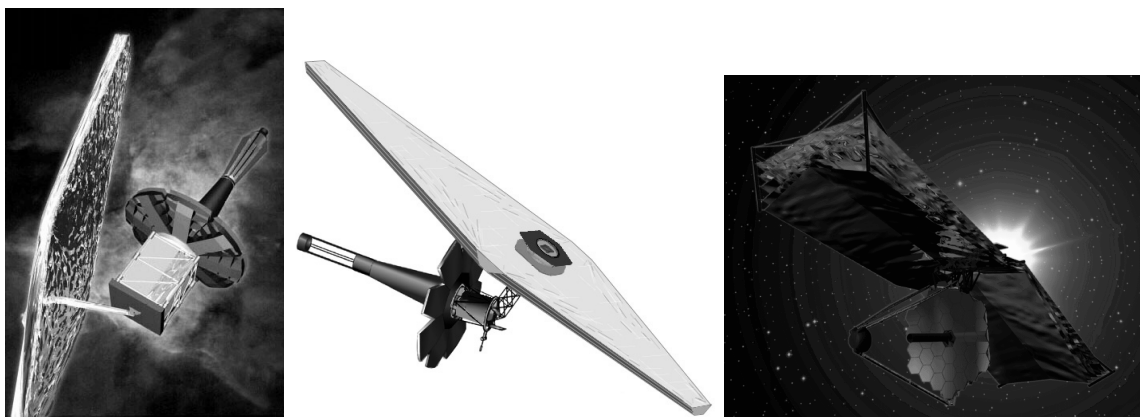


図 2.3: NGST のデザイン候補。左から Lockheed-Martin 社、Goddard Space Flight Center、TRW/Ball Aerospace 社によるもの。

⁷ http://www.rsc.rockwell.com/websearch/mct_fpa/Hawaii/hawaii.html

⁸ http://www.rsc.rockwell.com/websearch/mct_fpa/hawaii-2/haw-2.html

⁹ Keck I, II, Subaru, Gemini North, Gemini South, Very Large Telescope (VLT) (4 mirrors), Large Binocular Telescope (BLT) (2 mirrors), Hobby-Eberly Telescope (HET)

地球大気の吸収を受けずに観測が行える、地球大気の夜光輝線や熱輻射がないために地上に比べて暗い天体まで検出が可能、あるいは大気の揺らぎがないために高空間分解能が得られる、などの利点を持っている。さらに、SIRTF, IRIS, NGST¹⁰ などの野心的な計画が目白押しで今後の更なる発展が期待されている。

特に NGST は 8 メートル級の分割鏡の望遠鏡を地球と太陽の第 2 ラグランジュ点に置いて 6000Å から 30 μ m の波長帯をカバーする計画で、これが成功すると地上の 8 メートルクラスの望遠鏡は太刀打ちできなくなるほどの可能性を秘めている。

¹⁰ <http://ngst.gsfc.nasa.gov/>

2.2 赤外線天文学の実際

2.2.1 波長

赤外線天文学にとっての赤外線とは、波長およそ $1\mu\text{m}$ から $200\mu\text{m}$ の電磁波を指す。これよりも短い波長は可視光であり、これよりも長い波長はサブミリ波に分類されている。この赤外線の波長域はさらに大まかに三つに分けられ、波長 $1 \sim 5\mu\text{m}$ が近赤外、 $5 \sim 30\mu\text{m}$ が中間赤外、 $30 \sim 200\mu\text{m}$ が遠赤外とされている (McLean 1997)。しかしながらこの分類は必ずしも統一されたものではなく、 $5\mu\text{m}$ 帯を中間赤外に入れる考え方もある。

2.2.2 大気の窓

肉眼には透明に見える地球大気も、実際にはその透過率は波長依存性を持っており、地上まで到達する波長域はいくつかの『大気の窓』に分かれている。この窓は、図 2.4 のように、大雑把に言うと可視光と赤外、それに電波の三つである。ただ、近赤外域では大気

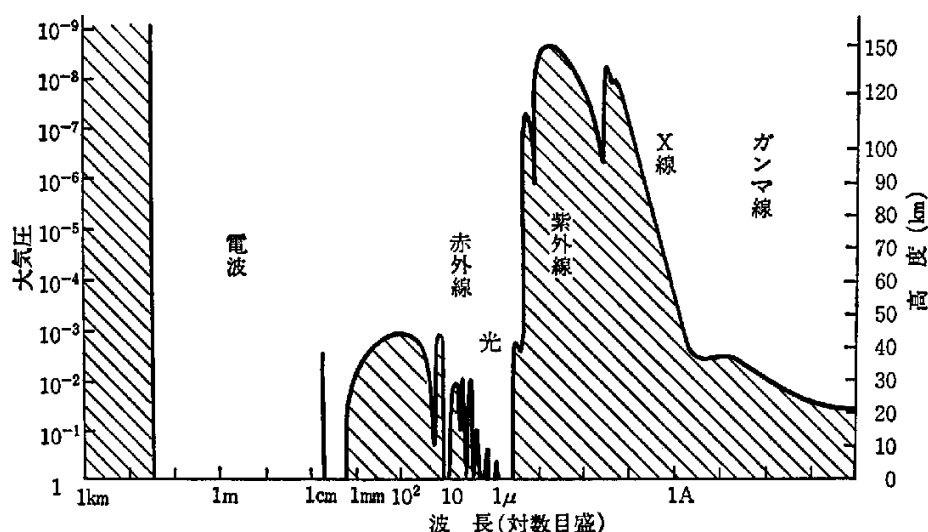


図 2.4: 外来電磁波の地球大気への侵入高度。侵入高度の定義は、電磁波の強度が半減する高度と定義している。奥田 (1982) から。

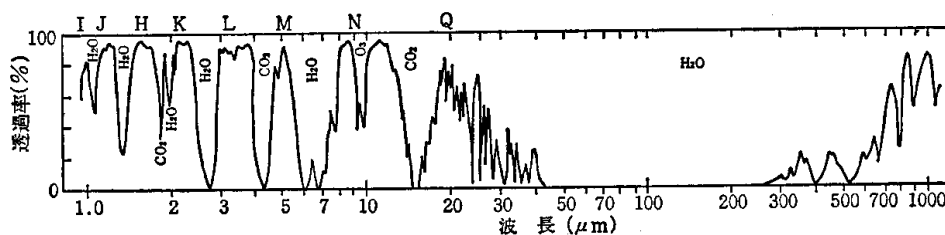


図 2.5: マウナケア山頂における大気の透過率。上側のアルファベットは大気の窓に対応する赤外線バンドの名称。奥田 (1982) から。

Band	λ (μm)	$d\lambda$ (μm)	$F_{\lambda, 0\text{mag}}$ ($\text{W}/\text{m}^2/\mu\text{m}$)	$F_{\nu, 0\text{mag}}$ (Jy)	References
I	0.90	—	8.3×10^{-13}	2430	[1]
J	1.215	0.26	3.31×10^{-9}	1630	[2]
H	1.654	0.29	1.15×10^{-9}	1050	[2]
K_s	2.157	0.32	4.30×10^{-10}	667	[2]
K	2.179	0.41	4.14×10^{-10}	655	[2]
L	3.547	0.57	6.59×10^{-11}	276	[2]
L'	3.761	0.65	5.26×10^{-11}	248	[2]
M	4.769	0.45	2.11×10^{-11}	160	[2]
N	10.472	5.19	9.63×10^{-13}	35.2	[2]
Q	20.130	7.8	7.18×10^{-14}	9.70	[2]

References : [1] Johnson (1966) [2] Cohen et al. (1992)

表 2.1: 近・中間赤外線バンドと 0 等のフラックス。I バンドは Johnson (1966) のもの、それ以外は UKIRT の標準フィルタセットの値 (Cohen et al. 1992)。

中の H_2O や CO_2 、 O_3 、 CH_4 などの分子による吸収で図 2.5 のように細かな窓に分かれており、それに応じたバンドが定義されている。その中で標準的なものを表 2.1 に掲げた。

2.2.3 背景放射

赤外線観測のもっとも大きな障害になっているのは、大気からの背景放射である。図 2.6 に、実際に望遠鏡に観測装置を取りつけて観測したときの背景放射のスペクトルを示す。 $2\mu\text{m}$ を境にして背景放射は二つの成分に分離されるのが分かる。一つは $2\mu\text{m}$ よりも短波長側で、ここでは大気上層部での OH ラジカルの反応で生じる輝線が支配的である。一方、 $2\mu\text{m}$ を越えたあたりからなめらかな連続光が支配的となってくる。これは大気、及び望遠鏡自身から発せられる黒体輻射であり、 $10\mu\text{m}$ 付近にそのピークを持つ。

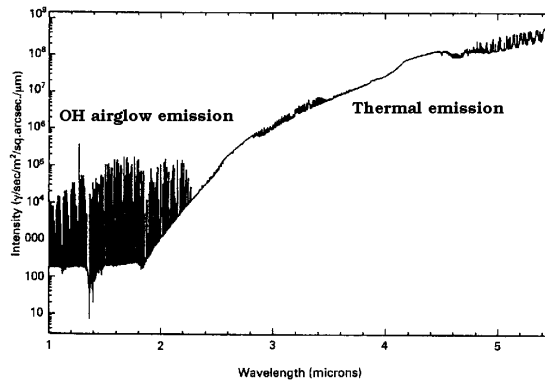


図 2.6: 実際に観測された近赤外域での背景放射。McCaughrean (1988) から。

2.2.4 望遠鏡

先にのべたように、特に $2\mu\text{m}$ を越える波長あたりから大気、及びに望遠鏡自身の熱輻射が卓越して観測に重大な影響をおよぼすようになる。そのため赤外線専用の望遠鏡では、望遠鏡自身からの熱輻射をできるだけ抑え、焦点面から常温のものが見えないように様々な工夫が行われている。

現在、大型の望遠鏡はそのほとんどが図 2.7 のようなカセグレン方式の光学系を採用しているが、赤外線望遠鏡には様々な工夫が施されている。たとえば、すばる望遠鏡ではまず主鏡の周辺が写り込まないように副鏡は通常よりも小さく、バックグラウンドの差引を行うために低周波で振動 (chopping) するように設計されている。また副鏡に写り込む観測装置自身を見ないように、副鏡の中央は off-axis の鏡で空を見るようになっている。副鏡を支持するスパイダーが熱輻射源になるため、スパイダーの下部にも鏡が取り付けられ、やはり空を見るようになっている。このように、通常の望遠鏡では考えられない様々な工夫を施して背景放射を最小限に抑える努力が行われているのである。

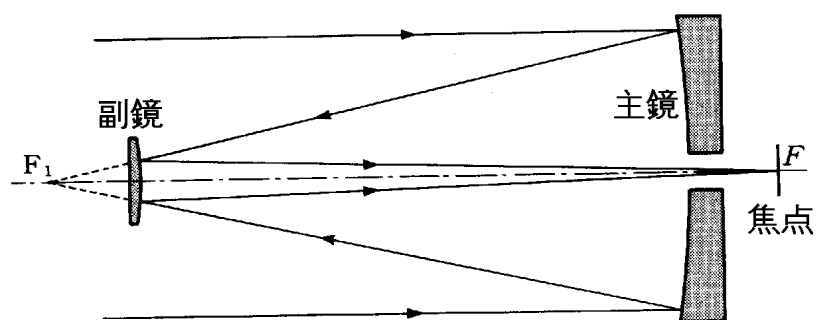


図 2.7: カセグレン光学系の光学図。吉田 (1988) から。

第3章 OHSの原理とすばるOHS

3.1 OHSの原理

前章で述べたように、近赤外の $2\mu\text{m}$ より短波長側での背景放射は主に大気の OH 夜光輝線でその数は $1 \sim 2\mu\text{m}$ 間に数百本存在している。一方これら夜光輝線間の連続光部分のレベルは非常に低く、夜光輝線のみを理想的に除去することができれば $1.65\mu\text{m}$ の H バンドで背景放射が $1/40$ にまで低減することが観測的に分かっている (Maihara et al. 1993)。すなわち、夜光輝線を十分に分解できるくらいの高分散分光 ($\sim \lambda/\Delta\lambda \sim 5000$) でスペクトルを取ることができれば、そのデータを解析的に処理して夜光輝線のみを除去することは十分に可能である。しかしながら高分散分光で一度に一つのバンドのスペクトルを取得できるような多素子の検出器は (1993年当時は) 存在せず、また、たとえ存在したとして

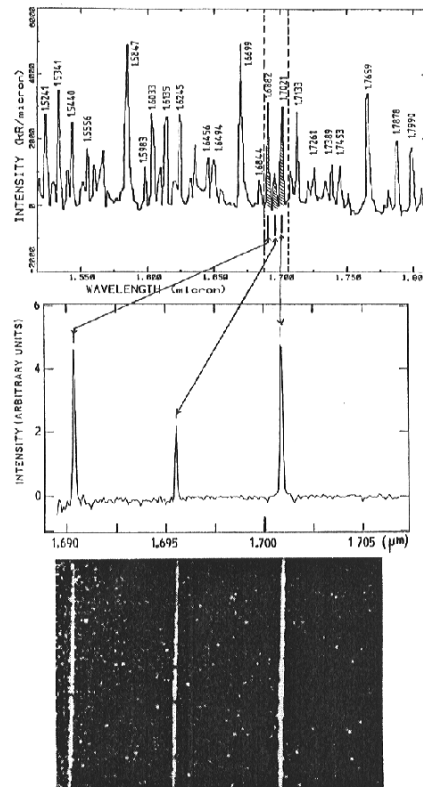


図 3.1: Maihara et al. (1993) によって得られた OH 夜光輝線のスペクトルの一部 (中段) とそのイメージ (下段)。波長分解能は 17,000 程度である。輝線成分が非常に強くて連続光は弱いのが分かる。上段は中分散分光器による夜光輝線のスペクトル。

も高分散で薄まってしまった光に対して今度は検出器からの読み出しノイズが卓越して結局はその効果を大幅に失ってしまう。

そこで Maihara らはグレーティングによる高分散分光を行って夜光輝線の位置をマスクし、残りの光を再びグレーティングにいれることによって白色光に戻す、特殊な夜光輝線フィルタである OH-airglow Suppressor Spectrograph (OHS : Iwamuro et al. 1994, Iwamuro 1994) の開発を行い、この手法が非常に有効に作用することを実証した。

その際の夜光除去のプロセスは図 3.2 のようになっている。スリット (SL) から入ってきた光はダイクロイックミラー (DM) で反射したあとコリメータ (CL) で平行光に変換され、グレーティング (G1) に入射する。ここで $\lambda/\Delta\lambda = 5500$ の分散がかけられた後、カメラミラー (CM) によってマスクミラー (MM) 上にスリット像が結像する。マスクミラーは J バンドの 52 本と H バンドの 87 本の夜光輝線に対応する部分を覆うが、それによる各波長帯での光量の損失は 20% に抑えられている。ここで夜光輝線が除去された光は逆にカメラミラー (CM) で再び平行光になり、グレーティング (G2) で白色光に戻される。ここまでの OHS が行っている夜光除去のプロセスで、これにより入射スリットの $1''.5 \times 60''$ の領域の夜光が除去される。

白色光はプリズム/平面鏡 (P/M) で $\lambda/\Delta\lambda \sim 100$ の低分散をかけられ/平行光のまま、再結像鏡 (RM) で 赤外カメラの焦点面に像を結ぶ。

OHS は 1992 年の秋から UH 2.2m 望遠鏡に取りつけられ試験観測を開始した。いくつかの問題が発生したものの、最終的には H バンドで背景放射の量は $1/20$ にまで抑えられ、限界等級は通常の低分散分光器に比べて 1 等深くなった。これは、同一の観測時間で 2.5 倍の口径を持つ望遠鏡と同じ限界等級を達成できることを意味している。図 3.3 が、OHS による夜光除去の効果を示している。

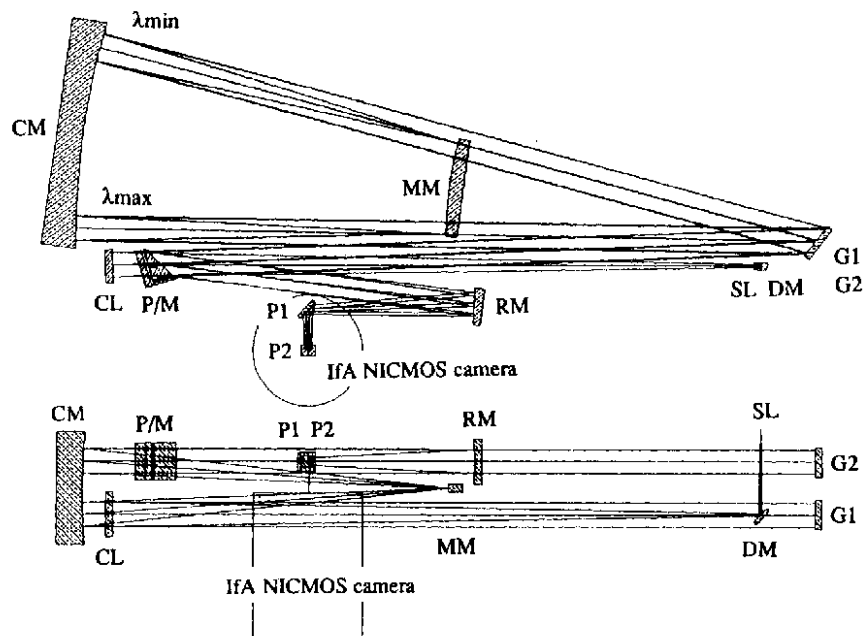


図 3.2: OHS の光学レイアウト。上が上面図、下が側面図である。Iwamuro et al. (1994) からの引用。

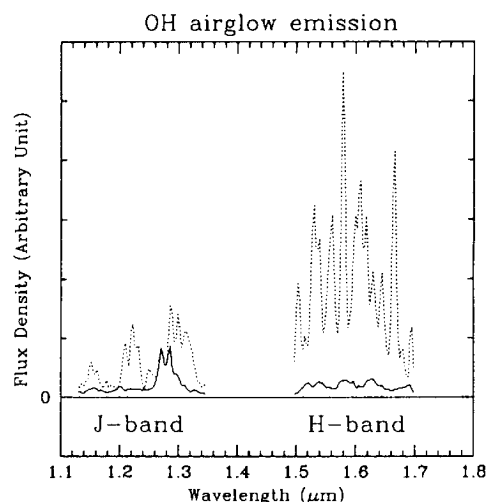


図 3.3: 夜光除去前 (破線) と除去後 (実線) のバックグラウンドのスペクトル。Iwamuro et al. (1994) からの引用。

しかしながら、この OHS には以下のような問題があった。

装置変形 この装置は重量が 500kg 近く、全長 2m の巨大なもので、それを UH2.2m 望遠鏡のカセグレン焦点に取付けて観測を行う。このため、望遠鏡の姿勢による変形が生じて 30 分を越えるような長時間の積分を行うことが困難だった。

熱輻射 最終的に低分散分光を行うのは常温に置かれたプリズムであり、常温の熱輻射が H バンドの長波長側に効いてくる。このため、 $1.7\mu\text{m}$ カットのフィルタを入れて熱輻射の成分を除去しているが、その代償として H バンドの長波長側の $1.7 \sim 1.8\mu\text{m}$ のスペクトルを取ることができない。

夜光除去率 図 3.3 にあるように、特に J バンドの $1.2\mu\text{m}$ 後半での夜光除去がうまくできていないのが分かる。この部分には O_2 ラジカルの輝線バンドが存在しており、OHS の波長分解能では分解することは不可能であるため夜光除去を行っていない。

3.2 すばる OHS

以上のように、OHS の手法はそれが取付けられた望遠鏡で J 、 H バンドでもっとも深い観測を行うことを可能にする。すなわち世界最大級の望遠鏡に取付けられれば世界でもっとも暗い天体の観測を行うことができるわけで、すばる望遠鏡の第 1 期観測装置の一つとしてすばる用 OHS (すばる OHS) が採用されたのは当然の趨勢だった。

すばる OHS の光学図を図 3.4 に示す。基本的にはプロトタイプの OHS と同じ設計であるが、プロトタイプの問題点を取り除くために以下のような相違点がある。

- カセグレン焦点ではなく、ナスミス焦点に取付けられる。これで望遠鏡の姿勢による装置変形はなくなり、長時間にわたる積分が可能となる。

- 分光には常温のプリズムではなく、液体窒素温度にまで冷却された分光素子を用いる。これにより常温の熱輻射の影響を受けずにすむため、 H バンドの長波長側 ($1.7 \sim 1.8\mu\text{m}$) の分光観測が可能となる。

すばる OHS によって夜光が除去された光は、冷却カメラに再度導入されて、そこで分光、あるいは撮像が行われる。この冷却カメラ部は Cooled Infrared Spectrograph and Camera for OHS (CISCO) と呼ばれ、それ自身で独立して分光/撮像を行うことができる観測装置として完結した機能を持っている。そのため、1999 年 1 月のすばる望遠鏡のファーストライト時にカセグレン焦点に取付けられてファーストライト観測を行い、さらにそれ以降の約半年間に渡ってすばる望遠鏡の近赤外観測装置として活躍することとなった。

すばる OHS の限界等級を表 3.2 に示す。スリット幅 $1''$ で波長分解能 300、夜光除去率 $1/40$ を仮定したときの値である。OHS をもちいることにより限界等級は最大で 1 等以上深くなると予想される。

設置場所		すばる望遠鏡赤外ナスミス台
全重量		2500 kg
大きさ	全長	5.2 m
	全幅	2.8m
	全高	2.8m
動作環境	気圧	0.6 atm
	温度	$-5 \sim 5^{\circ}\text{C}$
	湿度	$0 \sim 80 \%$
光学性能	入射 F 比	13.6
	出射 F 比	13.6
	スリット	$1'' \times 20'', 0.5'' \times 20'', 20'' \times 1''$, ピンホール, 全開, 全閉, ミラー
	波長域	$1.485 \sim 1.815\mu\text{m}$ (3 次), $1.114 \sim 1.361\mu\text{m}$ (4 次), $0.891 \sim 1.089\mu\text{m}$ (5 次)
	波長分解能	分光結像面位置で 5500
	空間分解能	再結像位置で $0.12''$
	視野	スリット全開で $20'' \times 20''$
	光透過率	0.43
	夜光除去率	$1/40$

表 3.1: すばる OHS の仕様

	J	H
CISCO	21.2	20.4
CISCO+OHS	21.9	21.5

表 3.2: すばる OHS/CISCO の限界等級。OHS の効率 0.43、積分時間 3600 秒、 $S/N=10$ 、星像サイズ $0''.6$ 、スリット幅 $1''$ (波長分解能 300) で夜光除去率 $1/40$ を仮定している。計算式は 10.6.1 を参照のこと。

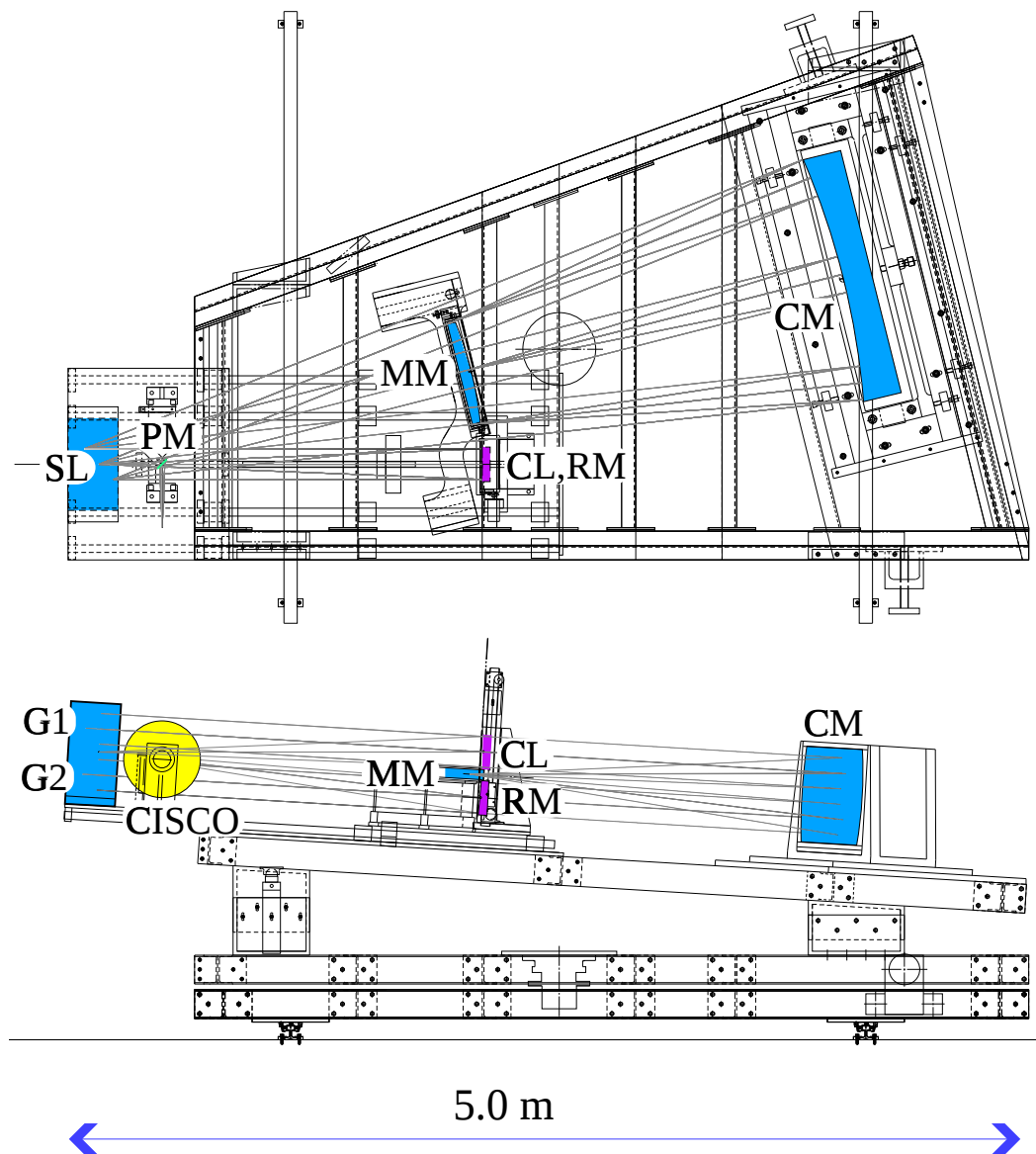


図 3.4: すばる OHS の機械設計図と光学レイアウト。上が上面図で下が側面図である。側面図での SL(スリット) の位置は G1 と G2 の間である。



図 3.5: 三鷹の国立天文台で仮組されたすばる OHS