

東大アタカマ天文台計画プロジェクトブック

東京大学大学院理学系研究科 TAO 計画推進グループ

TAO 計画は, 東京大学大学院天文学教育研究センターと天文学専攻が協力して推進している計画です. 計画の具体的な検討は以下の天文学教育研究センターのメンバーによってなされています (2012 年 2 月現在).

吉井 譲 (計画代表者)

土居 守	河野 孝太郎	川良 公明	田中 培生
小林 尚人	宮田 隆志	本原 顕太郎	田辺 俊彦
峰崎 岳夫	酒向 重行	諸隈 智貴	田村 陽一
青木 勉	征矢野 隆夫	樽沢 賢一	加藤 夏子
小西 真広	越田 進太郎	高橋 英則	上塚 貴史

過去に協力していただいた方々.

板 由房 (東北大学)	内一・勝野 由夏 (東京大学)	大藪 進喜 (名古屋大学)
片坐 宏一 (JAXA / ISAS)	半田 利弘 (鹿児島大学)	

また, 科学的検討に際しては以下の方々にも検討に加わっていただきました.

浅野 健太郎 (東京大学)	伊藤 洋一 (神戸大学)	臼井 文彦 (JAXA/ISAS)
大内 正己 (東京大学)	大坪 貴文 (東北大)	大藪 進喜 (名古屋大学)
鍛冶澤 賢 (愛媛大学)	春日 敏測 (国立天文台)	黒田 大介 (国立天文台)
児玉 忠恭 (国立天文台)	小山 佑世 (国立天文台)	小麦 真也 (国立天文台)
左近 樹 (東京大学)	佐藤 隆雄 (東北大)	鮫島 寛明 (東京大学)
猿楽 祐樹 (ISAS/JAXA)	高木 俊暢 (JAXA/ISAS)	滝田 怜 (JAXA/ISAS)
田中 雅臣 (東京大学)	田中 賢幸 (東京大学)	戸谷 友則 (京都大学)
長尾 透 (京都大学)	長島 雅裕 (長崎大学)	中村 友彦 (東京大学)
成田 憲保 (国立天文台)	長谷川 直 (JAXA/ISAS)	林 将央 (国立天文台)
藤吉 拓哉 (国立天文台)	吉川 智裕 (京都産業大学)	前田 啓一 (東京大学)
安田 直樹 (東京大学)	山下 卓也 (国立天文台)	吉川 智裕 (京都産業大学)
米田 瑞樹 (東北大)		

現地調査においては, 国立天文台の多くの研究者, 技術者, 特に, ALMA 計画関係者に甚大な協力をいただいています. さらに, 全国の多くの大学の研究者からの, 計画全体に渡っての支持・協力の基に進めています. TAO 計画の進捗状況につきましては随時ホームページにてお知らせしております (<http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/TAO/>).

目次

第 1 章 計画の概要と特長	1
1.1 計画の概要	1
1.2 計画の特長	2
1.2.1 口径 6.5m 赤外最適化望遠鏡	2
1.2.2 赤外透過率に優れたチリ北部アタカマの 5600m 山頂に建設	2
1.2.3 全国共同利用と戦略的共同研究	3
1.2.4 次世代を担う若手がのびのびと使える大学望遠鏡	3
1.3 世界の大型計画	4
1.4 日本の大型観測施設の中での TAO 計画の位置づけ	6
第 2 章 目指す天文学	7
2.1 銀河の起源と進化	10
2.1.1 銀河の質量獲得メカニズムの解明	10
2.1.2 近赤外線多色広視野撮像で探る銀河の進化	14
2.1.3 多天体分光サーベイで探る $z \sim 2$ 銀河の星形成史	17
2.1.4 遠方赤外線銀河のダスト放射物理の解明	21
2.1.5 サブミリ波銀河と隠された星形成史	24
2.1.6 $\text{Pa}\alpha$ で探る近傍宇宙の星形成パノラマ	26
2.2 活動銀河核, 超新星, 宇宙論	28
2.2.1 TAO で探る超巨大質量ブラックホール進化	29
2.2.2 $\text{Fe II}/\text{Mg II}$ 輝線強度比の測定による第一世代星形成時期の推定	32
2.2.3 ダストに埋もれた活動銀河核の探査	34
2.2.4 変光現象で探る活動銀河核の構造と進化	35
2.2.5 近赤外超新星サーベイ	38
2.2.6 近傍超新星の測光・分光観測	39
2.2.7 Ia 型超新星による宇宙膨張測定	42
2.2.8 活動銀河核の変光観測による宇宙膨張測定	45
2.2.9 その他の宇宙論的な観測	47

2.3	系外惑星・星惑星系形成	49
2.3.1	トランジット観測による系外惑星の性質解明	49
2.3.2	トランジット周期変動 (TTV) 法	52
2.3.3	小・中質量星の星惑星形成	54
2.3.4	大質量星の星惑星形成	61
2.4	星と星間物質	62
2.4.1	星間ダストの供給問題	62
2.4.2	大質量星の進化とダスト形成	63
2.4.3	中小質量星の進化とダスト形成	71
2.4.4	分子雲におけるダスト形成	82
2.5	太陽系内天体	84
2.5.1	金星	84
2.5.2	木星	90
2.5.3	彗星	95
2.5.4	小惑星	98
第3章	望遠鏡	119
3.1	望遠鏡の基本デザイン	119
3.1.1	背景	119
3.1.2	TAO 望遠鏡の特徴	119
3.1.3	望遠鏡の概要	122
3.2	望遠鏡光学系	122
3.2.1	光学系概要	122
3.2.2	主鏡	123
3.2.3	副鏡	125
3.3	望遠鏡本体	127
3.3.1	望遠鏡本体概要	127
3.3.2	環境条件	127
3.3.3	望遠鏡架台	129
3.3.4	望遠鏡鏡筒	129
3.4	ドーム	130
3.5	制御系	131
3.5.1	望遠鏡制御系	131
3.5.2	観測制御系	132
3.6	遠隔観測	133

3.6.1	通信設備	133
3.6.2	監視システム	134
3.6.3	信頼性・耐障害性の向上	135
3.7	限界等級	135
3.7.1	主なパラメータ	135
3.7.2	望遠鏡鏡面の反射率	135
3.7.3	観測装置の効率	135
3.7.4	大気の透過率	137
3.7.5	背景放射	138
3.7.6	限界等級	139
第 4 章	観測装置	143
4.1	近赤外線 2 色同時多天体分光器 SWIMS	143
4.1.1	装置コンセプト	143
4.1.2	光学系	146
4.1.3	検出器	149
4.1.4	分光用スリットマスク交換機構	150
4.1.5	開発中の機能	154
4.1.6	開発スケジュール	157
4.2	中間赤外線分光撮像装置: MIMIZUKU	158
4.2.1	TAO 望遠鏡の中間赤外線での特徴	158
4.2.2	装置概要	158
4.2.3	装置の仕様	161
4.2.4	その他新規技術	170
4.2.5	開発スケジュール	173
第 5 章	サイト	177
5.1	サイト概要	177
5.1.1	チリ北部 アタカマ地区	177
5.2	TAO サイトの特性	180
5.2.1	大気透過率	180
5.2.2	観測可能天域	181
5.2.3	雲量	182
5.2.4	地表面気象条件	183
5.2.5	シーイング	185

5.2.6	その他サイトの特性	187
5.3	サイトへのアクセス	190
5.3.1	サイト調査の経緯	190
5.3.2	アクセス道路	191
5.3.3	山頂サイト	191
5.3.4	山麓観測施設	194
第 6 章	東京大学アタカマ 1m 望遠鏡	197
6.1	1m 望遠鏡	197
6.1.1	1m 望遠鏡の建設	197
6.1.2	1m 望遠鏡仕様	198
6.2	近赤外線観測装置 ANIR	199
6.2.1	miniTAO 1m による $\text{Pa}\alpha$ 観測	199
6.2.2	装置概要	201
6.2.3	近赤外チャンネル	201
6.2.4	可視チャンネル	204
6.2.5	装置性能	206
6.3	中間赤外線観測装置 MAX38	210
6.3.1	装置概要	210
6.3.2	光学系・真空冷却系	211
6.3.3	検出器および制御回路	212
6.3.4	新規開発技術	213
6.3.5	ファーストライト観測および初期成果	216
第 7 章	運用体制, 年次計画	221
7.1	研究・運用に必要な人員	221
7.2	TAO 天文台の運用・維持・管理	222
7.3	予算額	223
7.4	年次計画	223
第 8 章	他機関との協力	225
8.1	大学望遠鏡の必要性	225
8.2	国内の他大学などの研究機関との協力に関する基本方針	227
8.3	天文学研究連絡委員会	229
8.3.1	天文研連特別議事録	229
8.3.2	天文研連委員長談話	237

8.4 光学赤外線天文連絡会	238
8.4.1 運営委員会声明	238
付 録 A 外部評価委員会報告書	241
付 録 B 協定	259
付 録 C 合意書	281
付 録 D 世界の大型光学赤外線望遠鏡	291
D.1 運用中の地上望遠鏡	291
D.1.1 ケック望遠鏡 I, II	291
D.1.2 すばる望遠鏡	291
D.1.3 ジェミニ望遠鏡	292
D.1.4 Very Large Telescope (VLT)	292
D.1.5 マゼラン望遠鏡 I・II	292
D.1.6 Hobby-Eberly 望遠鏡 (HET)	293
D.1.7 Multi-Mirror Telescope (MMT)	294
D.1.8 South Africa Large Telescope (SALT)	294
D.1.9 Large Binocular Telescope (LBT)	294
D.1.10 カナリア大望遠鏡 (GTC)	295
D.1.11 Stratospheric Observatory for Far Infrared Astronomy (SOFIA)	295
D.2 計画中の地上望遠鏡	296
D.2.1 Large Synoptic Survey Telescope (LSST)	296
D.2.2 Thirty Meter Telescope (TMT)	296
D.2.3 European Extremely Large Telescope (E-ELT)	297
D.2.4 Giant Magellan Telescope (GMT)	297
付 録 E TAO 計画—これまでの経緯	299

第1章 計画の概要と特長

1.1 計画の概要

野辺山電波望遠鏡, すばる望遠鏡, X線天文衛星, 赤外線天文衛星, 電波天文衛星, 太陽観測衛星, など, 日本の観測天文学は今や完全に世界の第1線といえる大規模な観測装置を独自に運用する時代を迎えている。しかし, ALMA計画やTMT計画など超大型の国際共同研究も推進する時代にあつて, 中規模の望遠鏡についてはまだまだ整備が不十分であると言わざるを得ない。第1線の観測装置が有効に利用されるためには, それらを学術的に支援できる世界的に見て優秀な観測装置・望遠鏡群が存在することが本質的に重要である。

このような望遠鏡の1つとして, 東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センター (以下, 天文センターと略す) では, 南米チリ北部アタカマ地方に口径6.5mの赤外線望遠鏡 (以下, TAO望遠鏡と称す) を設置する計画を検討している。本書はその計画内容について紹介するものである。

天文センターでは, これまでに数多くの重要な研究が行われてきた。そのなかでも, 「高赤方偏移クェーサーや超新星による観測的宇宙論」, 「銀河の形成と進化」, 「褐色矮星の大気構造」などは, 大きな赤方偏移であったり, 恒星としては低温であったりすることにより, 赤外線観測が重要な鍵を握るという点で共通している。これらの研究成果を拡大発展させるために, 赤外線観測を自ら推進することが必要となってきた。しかしながら, 大きな発展を期待するには, 汎用の大型望遠鏡を使用する公募観測だけでは不十分であり, 特定の研究テーマについて集中的な観測時間の割り当てを必要とする。従来, このような集中観測には専用の小口径望遠鏡が適切と考えられてきた。実際に, その考えに基づいて建設されたMAGNUM2m望遠鏡, 東大60cm電波望遠鏡などの望遠鏡群は期待された成果を挙げてきた。しかしながら, 世界の第1線の光学赤外線望遠鏡が20mを超える規模へと移行しつつある現状を考えると, 1-2m級では, 厳選された少数のテーマに目的を限っても, もはや全く不十分な時代を迎えつつある。

我々はこの状況を勘案し, 国家プロジェクトとはならない規模の計画として, このような望遠鏡の建設の必要性和可能性について検討を続けてきた。その結果, 観測装置に対して大幅に矛盾した要求にならないような, いくつかの研究テーマに最適化した観測装置を

開発することでコストを最小限に抑えながらも、基本性能では既存の 8–10m 級の望遠鏡に匹敵する性能を持つ赤外線望遠鏡を建設することは可能であるとの結論に達した。具体的には、赤外線観測に最適化した主鏡口径 6.5m の望遠鏡を世界最高高度に設置し、地上望遠鏡としては並ぶものがない広く大気の窓を活かすことで、在来型の同口径鏡を遙かに凌ぐ望遠鏡を建設することである。

1.2 計画の特長

1.2.1 口径 6.5m 赤外最適化望遠鏡

現在、世界最大クラスの可視赤外望遠鏡は 8–10m の主鏡 (例えば、すばる望遠鏡) を持つ。これらと比べると 6.5m は多少口径は小さいが、次項で述べる赤外性能を考慮すると、赤外域では、世界最高性能 (地上望遠鏡で) が実現できる。これを基に、宇宙論的天体の、探索 (サーベイ観測) から詳細な物理の解明 (分光観測) までの一貫した天文学を行う。これまでは、大学が持つ望遠鏡は中小口径に限られていたため、あるテーマの観測的研究のうち、サーベイ観測のみを大学望遠鏡で行い、研究の詰めとなる詳細な分光観測は共同利用望遠鏡で行わざるを得なかった。その結果、観測時間が限られ、結局大問題に結論を出すことが困難であった。これを改め、結論までを 1 台の望遠鏡で追求するには、6.5m 級の口径が必要である。主鏡は、アリゾナ大学ミラーラボでの製造を予定している。ミラーラボは、2 台のマジェラン望遠鏡 (チリ・ラスカンパナス天文台) と新 MMT 望遠鏡の 3 枚の 6.5m と、LBT (大双眼望遠鏡) の 2 枚の 8.4m 鏡を磨いた実績がある。我々は、光学系の詳細な検討を行い、赤外望遠鏡としての能力、とりわけすばる望遠鏡では実現が難しい熱赤外線における世界最高のサーベイ能力と中間赤外線における世界最高の空間分解能の実現を目指す。また機械設計においては高い性能を維持しながらもコストを抑える設計に努め、総合的に、8–10m 望遠鏡と比べて、大変コストパフォーマンスの高い望遠鏡を実現する。

1.2.2 赤外透過率に優れたチリ北部アタカマの 5600m 山頂に建設

赤外線の波長域は、大気の H_2O 、 CO_2 などの吸収によって、必ずしもすべての波長帯の光が地上まで到達するわけではない。そこで、できるだけ高地から観測することで、大気の吸収の影響を小さくしたい。ハワイ・マウナケア天文台は 4200m の高度にあり、大気吸収はかなり小さいが、ここで考えているアタカマ地域は、アンデス山脈にあり、高度 5000m を越える。その中のチャナントール山 (高度 5600m) 山頂は、気圧が 0.5 気圧を下回り、湿度は大変低く、晴天率も高い、天文学、特に赤外線観測には最適地である。一方、

チリは南半球に位置しているため、北半球からでは決して見ることでない天文学上重要な天域〔特に南銀極、大小マゼラン銀河など〕の観測が可能となる。これはまた、日本の X 線衛星、赤外衛星との強力な共同観測を可能にする。さらにこの場所は、現在、日米欧の国際協力で建設が進行している ALMA 計画（大電波干渉計）のサイトでもある。電波で発見された天体の迅速な確認観測などによって、日本の観測天文学を有機的に発展させる一つの鍵となることは間違いない。

1.2.3 全国共同利用と戦略的共同研究

TAO 望遠鏡は TMT など 30m 級超大型望遠鏡・衛星望遠鏡時代にあって、すばる望遠鏡と共に、日本の研究者が独自の研究を進められる観測環境を提供する。TAO 望遠鏡の観測時間の 4 割は全国共同利用に供し、現在すばる望遠鏡で走り始めている 100 夜を越える規模の戦略枠プログラムによって圧迫されつつある一般の共同利用観測時間を大幅に増加させる重要な役割を負う。共同利用プログラムの採択は、すばる望遠鏡のプログラム小委員会 (TAC) と深く連携あるいは合同で行い、両望遠鏡の最大限の有効利用を誇りたい。これによって太陽系天体から遠方銀河や宇宙論まで広い分野の研究を推進すると共に、すばる望遠鏡の広視野主焦点などを活かした戦略枠プログラムが世界的な競争のなかで有利に実施できるようにする。

一方望遠鏡時間の 5 割は、東京大学が他の大学・研究所と連携をしながら、共同研究プログラムの実施を行う。この共同研究時間では、特に萌芽的な研究や学位論文のための観測を重視し、所属組織によらず次世代の若手の育成を重視した観測時間割り当てを行う。また近赤外線における広視野性能を活かした大型サーベイや、モニター観測、ToO (Target of Opportunity) 観測など、完全共同利用の望遠鏡では実現が簡単ではない種類の観測にも対応する。ただし観測計画の決定過程を透明にし、共同利用観測やすばる望遠鏡の戦略枠などとの重なりを避けつつ、全国の研究者に望遠鏡時間を提供する。特に各大学・組織の研究基盤の発展に貢献するように、視野の広い、そして、長期の展望を持った運用を目指す。

なお望遠鏡時間の 1 割は、望遠鏡を設置するチリ共和国の研究者に提供される。これはチリの政令にもとづき、学術協定を東京大学と締結したチリ大学を通して観測プログラムの採択が行われる。

1.2.4 次世代を担う若手がのびのびと使える大学望遠鏡

望遠鏡が大型になればなるほどその維持は大変になり、効率的な運用には専任のエンジニアが必要になる。そして、通常、まだあまり経験のない大学院生などが望遠鏡に触れら

れる機会が減ってしまう。しかしながら、できるだけ若手の研究者が望遠鏡に触れ、望遠鏡・観測装置の開発・維持の経験を積むことは、望遠鏡の能力を最大限発揮した観測を行うためのみならず、次世代の特長ある様々な計画を推進していくためには不可欠である。TAO 望遠鏡計画においては、望遠鏡や観測装置の開発や運用に興味を持つ若手は、所属組織によらず共同研究者として受け入れていく。限界に挑戦した観測を行い、さらに新しいプロジェクトを進められる人材の育成が可能なのが大学望遠鏡であり、この点を重視することが一つの重要な特長である。

1.3 世界の大型計画

新しい望遠鏡を建設するに際しては、国家的規模の計画ではなくとも、その完成想定時に、世界の天文観測施設の水準がどのようになっているはずなのかを知っておく必要がある。そこで、可視および赤外線天文学における現在の大型望遠鏡の状況と、TAO 完成想定時における状況がどのようになっているのかを推測を交えてまとめた。

受光装置が写真乾板や単画素検出器から CCD などの固体撮像素子へと改良が進む間、可視・赤外線望遠鏡の主鏡口径は長らくヘール 5m 鏡、ゼレンツクスカヤ 6m 鏡が限界であるとされ、その最大サイズは長らく進歩が見られなかった。しかしながら、20 世紀末に、口径 10m のケック望遠鏡ができ、ハッブル宇宙望遠鏡が運用を始めると、この限界は一気に破られ、2011 年現在、口径 8m 超の望遠鏡だけで、14 基以上が運用を行っている。そして、より巨大な地上の望遠鏡や軌道上の望遠鏡も多数計画されている。今や、すばる望遠鏡もこれら巨大望遠鏡群の 1 つに過ぎず、日本の可視赤外線天文学は、少なくとも観測装置の面では安閑としていられない状況にある。

この状況を具体的に認識するために、ここでは、可視赤外線域で現在運用中および計画中の主な大型望遠鏡、宇宙望遠鏡についてまとめる。

8–10m 級が可能となった技術的背景としては、主鏡の軽量化と経緯台の実用化、および短焦点主鏡によるドームの小型化の 3 点が挙げられる。

主鏡の軽量化は、構造強度をガラス材とは独立することによって達成された。ガラス材の形状によって薄メニスカス、ハニカム、分割鏡の 3 方式が実用化されたが、主鏡面形状を保持する構造強度をガラス材とは独立とし、そこからの能動支持によって保つという基本的な考え方は共通している。薄メニスカス鏡はガラス材単独時の取り扱い、ハニカム鏡はガラス材鋳造工程の複雑化、分割鏡は要素鏡境界線による星像や赤外線放射率の悪化という問題点をそれぞれ持つが、互いに他にはない長所もあり、8–10m 級では甲乙つけがたい。とはいえ、30m 超級ではいずれも分割鏡を採用している。このサイズでは一体のガラスを製造することが不可能であるためである。

光学赤外線望遠鏡は高い角分解能で撮像素子を用いた観測を行うため、非等速回転と像回転が発生する経緯台式望遠鏡を可視赤外線用で実用化するためには、高度な精密制御が必要であったが、コンピュータ制御技術の発展により、1980 年頃には充分実用の域に達した。経緯台式の場合、重力に対する大型構造物支持が自然な形状となる。また、ドーム形状も最小限のクリアランスを確保すればよいので、同じサイズの望遠鏡に対して赤道儀よりも若干小型化することが可能となる。

短焦点主鏡を製造するには、曲率半径が小さな深い主鏡が必要であり、平板ガラス材から製造するには、多くの切削量と十分な精度が必要となる。ガラス鑄造技術とコンピュータを利用した光学設計技術の進歩、およびレーザー干渉測定による高精度測定技術が実用化したことで、主鏡の口径比（口径に対する焦点距離）を非常に小さくすることが可能となった。その結果、主焦点または副鏡位置を主鏡面に近くして、鏡筒長を口径に比べて短くすることが可能となった。これにより望遠鏡の回転モーメントを小さくして、望遠鏡駆動装置への負担を軽減することができた。また、望遠鏡を収容するドーム径も小さくすることができるようになった。

これらの技術は、実際に 8–10m 級望遠鏡を運用した結果のフィードバック及びコンピュータ制御技術・精密測定技術のさらなる進歩によって発展を続けており、今後、10 年程度で、国家プロジェクトあるいは国際共同プロジェクト規模で建設可能な可視赤外線望遠鏡の口径は 30–40m 級に達することが予想される。

目を宇宙に向けて、ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) の次世代として計画されている NASA の James Webb 宇宙望遠鏡 (JWST) がある。2002 年まで、次世代宇宙望遠鏡 (NGST) として検討されていたものである。JWST は、口径 6m だが、観測条件が地上とは比較にならない宇宙空間に設置されるため、カタログ仕様では他の望遠鏡計画の追従を許さない。HST に比べて赤外線性能の向上を優先課題としたため、HST のような機器更新の可能性を捨て、地球からの放射を避け、地球–太陽が作る L2 点に設置することになっている。地上望遠鏡の口径が 30–100m 級となっているのは、JWST の撮像能力に対応する分光能力を目標としているためでもある。なお JWST は大変野心的な計画であるが、2011 年までに 35 億ドルの建設費を要し、さらに同程度あるいはそれ以上の予算が 2018 年以降のうちあげまでに必要であるとの報告がなされている。米国国家予算の大規模な赤字削減計画の進む中、本稿執筆段階では JWST プロジェクトの存続が危惧されている。

JWST の観測能力が落ちてくる遠赤外線に的を絞ったのが宇宙航空研究開発機構宇宙科学研究本部 (JAXA-ISAS) で検討している SPICA である。口径 3m クラスの主鏡冷却望遠鏡を JWST と同じく L2 に設置することを予定している。遠赤外線観測を狙った天文衛星は、これに先駆けて 2010 年に打ち上げられたハーシェル宇宙望遠鏡 (旧称 FIRST) や 2006 年に打ち上げられた JAXA のあかり衛星 (運用を 2011 年に終了)、2003 年に運用を開始した Spitzer Space Telescope (旧称 SIRTf) がある。宇宙望遠鏡は、衛星寿命

や搭載できる観測装置が限られることから、勢い、特定の研究テーマに的を絞ったものが多くなる。地上から観測困難な遠赤外線域での主要研究テーマとして現在世界的に注目されているのは宇宙背景放射と太陽系外惑星である。

したがって、共同利用を行い汎用の観測を目的とした地上望遠鏡を新規に建設するとなると、口径 10m を大きく上回らないと世界の観測天文学の水準から大きく後れをとることとなろう。これより口径が小さな望遠鏡を建設するには観測条件が格段によい場所に、最低 6m 以上、できれば 10m 級の口径を持つ望遠鏡を建設し、観測テーマを絞り、望遠鏡の仕様や観測時間を戦略的に集中させるなどの対策を立てる必要がある。

主な望遠鏡計画についての具体的な仕様などをまとめて Appendix D に付録に掲載した。

1.4 日本の大型観測施設の中での TAO 計画の位置づけ

日本の大口径光赤外望遠鏡としては、国立天文台が建設し 2000 年より共同利用観測を行なっている、すばる望遠鏡がある。これは北半球に建設されており、我々の TAO 望遠鏡と合わせると、宇宙論及び銀河形成・星形成の研究分野での最重要な 5 つの天域 [2 つの銀極、大小マゼラン銀河、銀河中心、オリオン星雲] がカバーできる。さらに、国立天文台は北米連合、ヨーロッパと共同で ALMA (大規模ミリ波干渉計) をアタカマに建設しており、この ALMA で検出された未知の天体の同定、詳細な観測が TAO 望遠鏡を用いて日本独自に行える。さらに、日本の X 線天文衛星「すざく」、赤外線天文衛星「あかり」がうちあげられ、全天で様々な天体を観測している。TAO 望遠鏡によって、これらとの共同観測・追加観測がすばる望遠鏡での観測が可能な北天に限られることなく、全天にわたって行える。また、以上の大望遠鏡、天文衛星はすべて国立共同利用機関 (国立天文台と宇宙科学研究所) が建設・運用し、国際共同利用が行われているが、米国などでは大型光学赤外線望遠鏡の約 8 割が大学中心となって建設・運用がなされている。さらなる 21 世紀の日本の大型計画を科学的にも技術的にも推進していく若手の育成のためには、日本においても今後 TAO 望遠鏡のような大学望遠鏡がより大きな役割を果たしていく必要があるのは疑う余地がない。

第2章 目指す天文学

天文学は宇宙の様々な現象を取り扱う学問であり、広範な波長による観測が不可欠である。中でも赤外線による可視光による観測に次ぐ歴史を持っており、その有用性は非常に高い。しかしながら宇宙からの赤外線の多くは地球大気によって吸収されてしまうため、その観測は容易ではない。

TAO 望遠鏡は世界最高高度 (標高 5,640m) の望遠鏡であり、赤外線波長でも非常に高い大気透明度を誇る。図 2.1 は TAO サイトであるチャナントール山頂での赤外線波長の大气透過率を、同じ南米チリの標高 2600m のサイトと比較したものである。従来のサイトでは、 $2.5\mu\text{m}$ 付近までの近赤外波長では大気が透明な波長帯が J, H, K バンドなどのいわゆる大気の窓に分断されているが、TAO サイトではこれが連続的につながっている。また $25\mu\text{m}$ より長い中間赤外線波長でも $40\mu\text{m}$ 付近まで大気が透明な波長が現れる。これも既存サイトでは見られないものである。このように TAO 望遠鏡は、従来は地上からは不可能とされていた波長域での観測も可能にする望遠鏡であると言える。

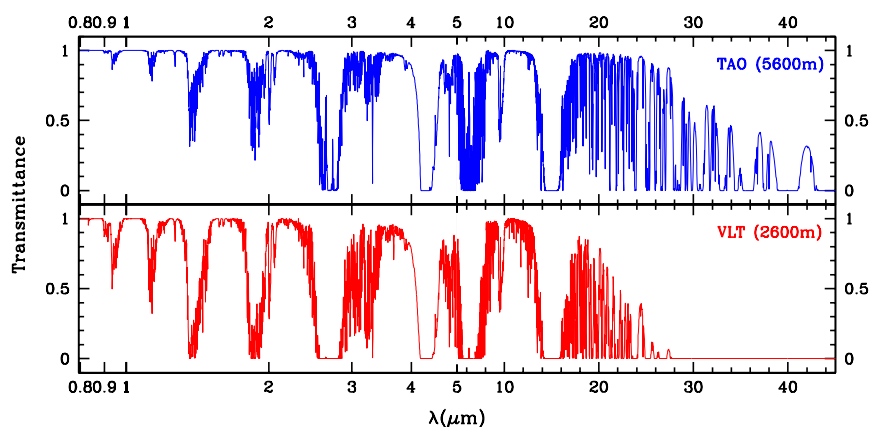


図 2.1: (上) チャナントール山における大気透過率 (モデル). (下) VLT 8m 望遠鏡が設置されているパラナル山での大気透過率モデル. チャナントールに比べて大気の窓の間の吸収が非常に深く、さらに $25\mu\text{m}$ を超える波長では大気が完全に不透明になっているのがわかる。

この優れた大気透過率を活かすべく、TAO 望遠鏡では2つの観測装置 SWIMS と MIMIZUKU の開発が進められている¹。SWIMS (Simultaneous-color Wide-field Infrared Multi-object Spectrograph) は近赤外線観測に最適化された装置であり、TAO サイトの特色を活かして $0.9\text{--}2.5\mu\text{m}$ で波長の切れ目なく観測が行えることを最大の特徴としている。これは例えば赤方偏移した銀河などの輝線観測などで威力を発揮する。また視野が広く (9.6 分角)、2 色同時観測が可能であることから、サーベイ能力も非常に高い。図 2.2 は可視近赤外線観測におけるサーベイ能力を示した図である。他の計画と比べても遜色がなく、またユニークな領域・感度を持ったサーベイが実現可能であることが分かる。これは銀河進化や宇宙論観測、あるいは希少天体捜査などで大きな威力を発揮する。

より長波長の中間赤外線の観測は MIMIZUKU が担当する。この装置は $2\text{--}38\mu\text{m}$ という非常に広い波長範囲をカバーしており、特に $26\text{--}38\mu\text{m}$ は TAO/MIMIZUKU だけが地上観測できる新しい波長帯である。これにより、衛星諸計画よりも格段に高い空間分解能を達成することができれば、惑星進化や物質の起源などに迫る観測が可能となる (図 2.3)。さらにこの装置は2視野同時撮像などユニークな機能を有しており、従来中間赤外線観測

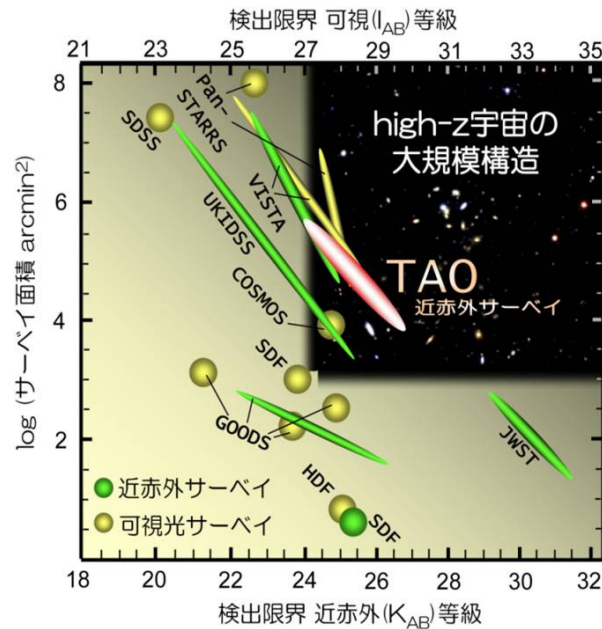


図 2.2: 可視近赤外線におけるサーベイ能力の比較。横軸がサーベイ範囲、縦軸が検出限界。TAO は比較的深く、広範囲なサーベイが可能である。

¹装置の詳細については第4章を参照のこと

では不可能であった時間変動の検出などでも威力を発揮する。

以下ではこれらの装置を念頭に、TAO 望遠鏡の高い赤外線観測能力を活かしたサイエンステーマを述べる。サイエンステーマは大きく 2 つに分けられる。一つは「銀河宇宙の起源」、もうひとつは「惑星物質の起源」である。

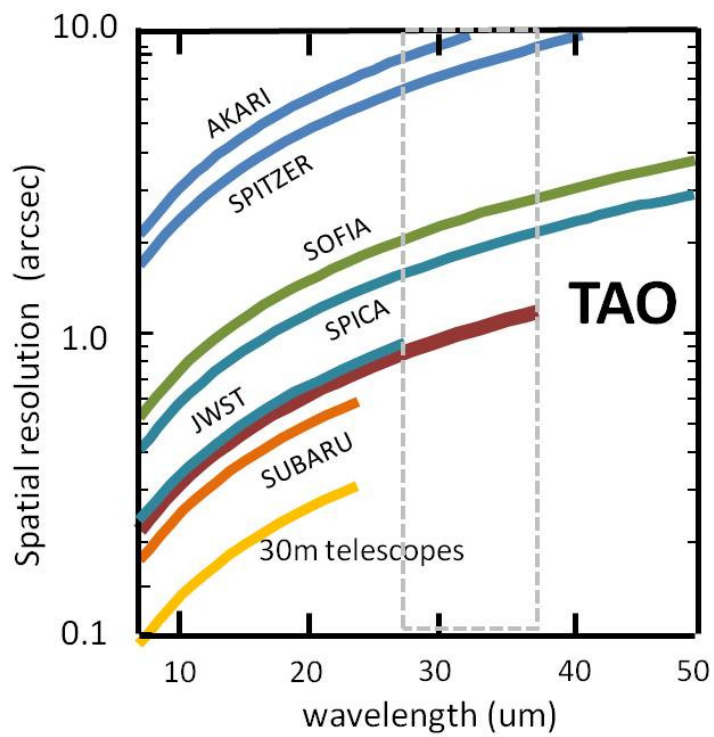


図 2.3: 中間赤外線観測計画 (スペース・地上) における空間分解能の比較. $30\mu\text{m}$ 帯では TAO が抜群に空間分解能が高いことが分かる。

銀河宇宙の進化

2.1 銀河の起源と進化

銀河はいつ形成され、どのような過程を経て現在のような姿になったのであろうか？ 銀河の形成・進化を理解するためには、暗黒物質の重力不安定性に主導される階層的構造形成の中で、銀河がどのようにして星を形成・獲得して成長したのかを明らかにすることが本質的である。

近年の紫外線、可視光、赤外線などさまざまな波長による大規模銀河探査から、宇宙の各時代の平均的な星形成率や形成された星の量（星質量）が調べられ、今からおおよそ 80–120 億年前に相当する赤方偏移 1–3 のところに宇宙の星形成活動がピークを迎え (Hopkins & Beacom 2006), 銀河が急速に成長を遂げたこと (Kajisawa et al. 2009) が分かってきた。現在の宇宙で見られる銀河がどのようにして形成されたのかを理解するためには、こういった時代において、個々の銀河がどのように星質量を成長させたのかを調べるのが重要である。そして、このような時代に存在する銀河について、規模の小さい状態からどのように成長したのかを高い統計的精度で決定し、またその環境依存性の解明を目指すためには、深くて広い近赤外線撮像観測が必要不可欠となってきた。

我々は、TAO の赤外線サイトとしての利点と近赤外線の広視野観測能力を生かし、赤外線における超高感度・広視野の探索を行い、「銀河の進化」についての研究を大きく進展させることを目標としている。本節では具体的なテーマとして、初期の銀河が星の材料となるガスをどうやって獲得したか (§2.1.1), ガスから星へと変わる星形成活動と星質量蓄積史 (撮像的アプローチ: §2.1.2, 分光的アプローチ: §2.1.3) といった、TAO が専用望遠鏡として時間を投入して解決すべき課題、また赤外線銀河やサブミリ波銀河といった遠方宇宙に見られる銀河種族に対する波長横断的な研究 (§2.1.4, §2.1.5), そして、TAO サイトだからこそ遂行可能な近傍星形成銀河の $\text{Pa}\alpha$ 輝線観測 (§2.1.6) について紹介する。

2.1.1 銀河の質量獲得メカニズムの解明

近年 UKIDSS サーベイを始めとした広領域近赤外線探査により、赤方偏移 0 から 5 に至るまでの銀河の星質量関数の進化が明らかになった (Caputi et al. 2011)。これによれば、赤方偏移 5 から 0 に向けて宇宙の星質量密度が 100 倍程度増加している (Eyles et al. 2007)。その一方で、高赤方偏移ではすでに多くの大質量銀河が形成されており、低赤方偏移に向かうにつれてより多くの小質量銀河が形成のピークを迎えていることが分かっている (Bundy et al. 2006; Pérez-González et al. 2008; Marchesini et al. 2009)。

つまり、大質量銀河の活発な形成がより早い時代に行われる傾向があり、時代が下るにつれてこれが小質量銀河へと移っていくというダウンサイジング的な銀河形成 (Cowie et al. 1996) の姿が明らかにされている。直感的には、小さい構造が先に出来て、それらが合体集合を繰り返してより大きい構造が出来上がるという階層的構造形成モデルと矛盾しているように思える。実際、階層的構造形成に基づく準解析的モデルにおいては、高赤方偏移で検出されているほど多くの大質量銀河を作ることが難しい (Somerville et al. 2008; Monaco et al. 2007; Wang et al. 2008)。ただし、純粋な階層的構造形成モデルの予言の根幹は主に暗黒物質からなる全物質の質量集積史である。この構造形成を通じて起こる星形成および星質量集積史の物理プロセスについては諸説あり結論は得られていない。このダウンサイジング的な銀河形成が何故起きているのかを知るためには、高赤方偏移銀河の星形成のメカニズムを理解する必要がある。したがって今後の銀河形成の課題は、星質量関数の進化といった現象論ではなく、銀河形成の物理的プロセスの理解へと移っている。

これまでの銀河形成の一般的描像は小質量銀河が合体集合を繰り返して現在のような大質量銀河が出来たというものである。しかし、観測から理解されたダウンサイジング的な銀河形成では早い時代 (高赤方偏移) に多くの大質量銀河が出来ている。つまり、従来の描像ではさらに早い時代に合体集合が繰り返されない限りダウンサイジングを説明できない。一方で、現在から高赤方偏移に向けて単位共動体積当たりの合体銀河の割合を調べると、増えているという兆候は見られず、むしろ一定に近い (Lin et al. 2008)。また、赤方偏移 2-3 の銀河には $100 M_{\odot}/\text{yr}$ を超えた激しい星形成を行っているにも関わらず、形態からは合体の兆候がみられない銀河が多数存在している。このような早い時代での激しい星形成がどのように行われたかについては銀河形成における大きな謎である。最近の階層的構造形成に基づく数値シミュレーションによれば、冷たいガスが大規模構造のフィラメントの交差部にある銀河に向かって降着した可能性が示唆されている (Dekel et al. 2009, 図 2.4)。

さらに銀河のバリオン質量のおよそ 70% がこのような降着で獲得されたと推測されている (Katz et al. 2003; Kereš et al. 2005; Dekel et al. 2009)。流れ込むガスは 10,000K かそれに満たず、密度が高いため、銀河の中心部まで突抜け逆方向から流れ込んできたガスと衝突し密度が非常に高くなる。その結果、銀河の合体等がなくても激しい星形成が行われ、銀河の星質量集積が進むのである。この銀河形成の描像は、冷たい降着仮説と呼ばれ、高赤方偏移銀河で観測されている激しい星形成や低い銀河合体率の問題などを解決することができる。その一方で、フィラメントを通じて降着する冷たいガスが本当に存在するかどうかは分かっておらず、冷たい降着は仮説の域を出ない。このような冷たい降着の有無を観測によって検証すれば、銀河の質量獲得のメカニズムを理解し、銀河形成の物理プロセスの描像を確立することが可能となる。

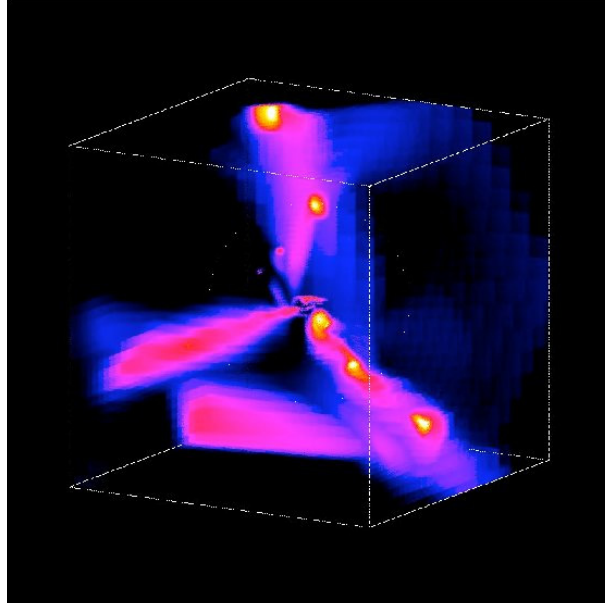


図 2.4: 流体シミュレーションにより予言された冷たいガスの降着の様子 (Dekel et al. 2009). 色の違いは単位角度当たりの降着率を意味する. 点線で示した円はダークハローのビリアル半径を示す. 箱の一辺の長さは 320kpc.

しかしながらこの仮説を検証する観測は容易ではない. Steidel et al. (2010) は高赤方偏移の星形成銀河 89 個に冷たいガスの降着が存在しているかを調べた. 彼らは赤方偏移 2 の銀河を可視光から近赤外線で分光観測を行った. 近赤外分光データにある $H\alpha$ 輝線で銀河自身の後退速度 (V_{sys}) を求め, これに対して可視光分光データにみられる低電離のケイ素や酸素, 炭素などの金属吸収線から冷たいガスの速度 (V_{IS}) を得て, 冷たいガスの視線方向の運動 ($\Delta V_{\text{IS}} = V_{\text{IS}} - V_{\text{sys}}$) を調べた. その結果, ΔV_{IS} の平均は -160 km/s 程度であり, 冷たいガスが降着しているのではなく, 逆に銀河から吹き出していることが報告された (図 2.5). 冷たい降着仮説からは典型的に $+200 \text{ km/s}$ 以上の速度での降着が予言されている (Dekel et al. 2009). しかし, このようなガスの降着を示す銀河は一つも見られなかった. これをもって, Steidel らは冷たい降着は存在しないと結論づけている. しかし, 理論モデルの予言によれば細いフィラメント状に分布する降着ガスの被覆率 (covering factor) はせいぜい 1% 程度であるため, 仮に観測された 89 個の銀河全てが冷たい降着ガスを持っていたとしても観測にかかるのは 1 個あるかないかといったレベルである (Faucher-Giguere et al. 2011). 従って, Steidel らの観測結果から冷たい降着の有無を結論付ける事はできない. 低い被覆率の問題を解決するには従来の 10–100 倍 (つまり 1,000–10,000 個) におよぶ多数の高赤方偏移銀河を分光観測し, このテストを行う

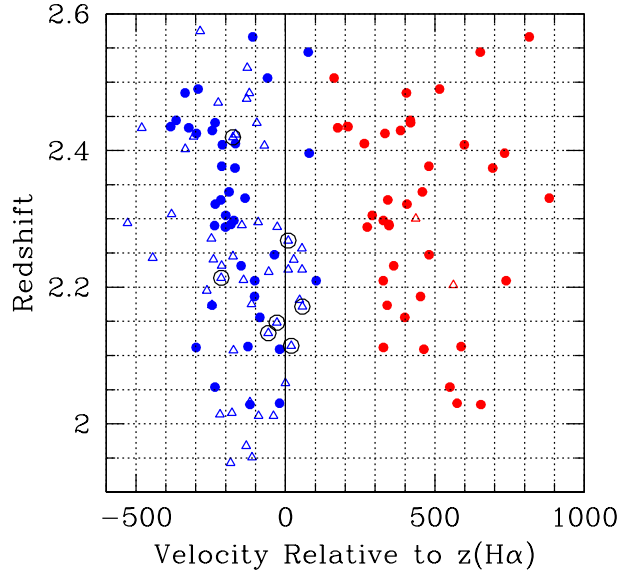


図 2.5: $H\alpha$ で決めた V_{sys} に対する金属吸収線の色度 (青: ΔV_{IS} に対応) と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の色度 (赤) (Steidel et al. 2010).

必要がある。

赤方偏移 2 程度の銀河に対する可視分光はこれまで 1,000 個以上行われており、今後は 4000Å 付近で感度の高いすばる主焦点分光器 (Prime Focus Spectrograph; PFS) などの登場でその個数は現在の 10 倍以上 (10,000 個以上) になることは確実の情勢である。これにより多くの高赤方偏移銀河について V_{IS} が得られるだろう。一方でこのテストに必要なもう一つの観測量 V_{sys} を得る事は容易ではない。広領域に渡る多数の銀河に対して近赤外線分光を行い $H\alpha$ 線を検出しなくてはならないからである。仮に PFS が現在検討中の J バンド分光オプションを付けることに成功しても、観測可能な波長域に入ってくるのは $H\alpha$ に比べて数倍暗い $[\text{O II}]$ 輝線に限られる。その上、オプションとして付けられた機能であるため、PFS の J バンド分光の感度は高くない。同様にして、感度が必ずしも高くないすばる FMOS でも一部の明るい銀河でしか V_{sys} は得られない。他に計画されている近赤外線分光装置、Keck/MOSFIRE や Magellan/MMIRS などでは視野が狭い上、長時間望遠鏡を占有する観測はほとんど認められないため、非現実的である。

これらの問題をクリアするのは、専用望遠鏡で圧倒的に観測時間を有する TAO 望遠鏡と広視野近赤外線分光装置 SWIMS である。SWIMS のスリット分光機能により高感度で $H\alpha$ 線を観測できる。実際 TAO6.5m/SWIMS に近い感度を持つ Magellan6.5m/MMIRS で行われた赤方偏移 2 の銀河の $H\alpha$ 分光データを図 2.6 に示す。これらの結果に基づい

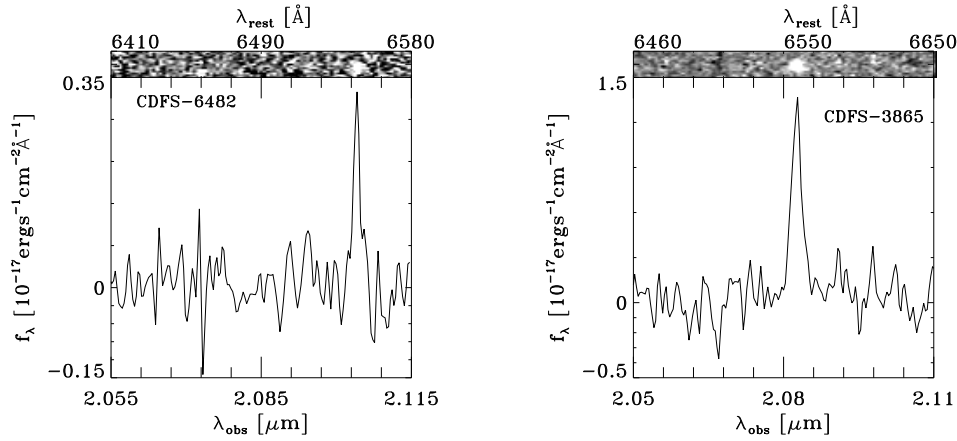


図 2.6: Magellan 6.5m/MMIRS で得られた $z = 2$ の銀河 2 つのスペクトル (Hashimoto et al. in prep.). それぞれの銀河で $H\alpha$ 輝線が検出されている。

て見積もると、可視分光により V_{IS} が求まっている $m(UV) \lesssim 23.8$ 等の銀河は 30 個程度 SWIMS の分光視野 (60 平方分) に入る。また、典型的に 1 ポインティング当たり 1.5 時間の観測で $H\alpha$ 輝線を検出し、 V_{sys} を求めることができる。10,000 個の赤方偏移 2 の銀河の $H\alpha$ 輝線の検出には 500 時間 (およそ 80 晩) で達成することができる。このようにして求めた V_{sys} を用いて ΔV_{IS} を求め、 $\Delta V_{IS} \gtrsim +200$ km/s となる降着ガスの痕跡を調べる。このようにして、高赤方偏移銀河には普遍的に存在しているものの、観測確率が低いと考えられている冷たい降着ガスの有無を検証する。仮に理論モデルの予言が正しければ 100 個程度の銀河で冷たい降着ガスの存在を確認できるだろう。この場合は、冷たい降着ガスが銀河の質量獲得メカニズムに重要な役割を果たしていることが示される。もし、10,000 個の銀河について観測したにも関わらず 1 個も冷たいガス降着の兆候が見られないようなら、現在主流となっている降着ガス入りの銀河形成理論に重大な修正を迫ることになるだろう。

2.1.2 近赤外線多色広視野撮像で探る銀河の進化

2.1.2.1 TAO/SWIMS による多色撮像探査

大量の観測時間を系統的に投入できる専用望遠鏡 TAO では、汎用共同利用望遠鏡では実現できないような、大規模な系統的観測を実行することができる。また、広視野 ($\phi 9.6$ 分角) を 2 バンド同時に観測できる近赤外線装置 SWIMS は、Subaru/MOIRCS と比べて 5 倍のサーベイ能力があり、これまでにない系統的な近赤外探査を効率よく行える。

この特長に注目し、広帯域フィルター ($YJHK_s$) に加え、6 枚の中帯域フィルターと 6 枚の狭帯域フィルターを作成し、 $1 < z < 3$ の銀河をターゲットとした 3 平方度に渡る従来にない大規模の多色撮像サーベイを行う。これにより銀河の SED を細かくサンプリングし、星形成領域からの輝線もとらえることによって、世界的に優位性の高い探査を行うことを目指す。

地上からの近赤外線観測では多くの OH 夜光輝線が邪魔になる (特に H バンド) が、その谷間にいくつか狭帯域フィルターを作成できる窓がある。特に注意深く選ぶと、同じ銀河からの $H\alpha$ ($\lambda = 6563\text{\AA}$) と $H\beta$ ($4861\text{\AA}$) とを両方狙える組み合わせが存在する。そこで 6 つのフィルター (FWHM が $0.015\text{--}0.027\ \mu\text{m}$) を作成し、4 つの赤方偏移 ($1.4 < z < 2.3$) において $H\alpha$ と $H\beta$ のペアを作ることが可能である。これによって、両方の輝線が検出された場合には、赤方偏移が紛れなく決まることに加え、 $H\alpha/H\beta$ の強度比からダスト吸収量を正確に知ることができるため、真の星形成率を求めることができる。また、分光サーベイのように事前にターゲットを選択する必要がないため、無バイアスに、ある輝線強度 (星形成率) までの銀河を限なく探査することができる。従って、各赤方偏移における宇宙の平均的な星形成率密度の測定をはじめ、星形成活動の環境依存性、質量依存性を不定性を抑えて導出することができる。また波長がすぐ隣同士のフィルターペアを使えば、お互いの on 点と off 点のデータとして共有できるため、さらに効率が良い。各フィルターで 3 時間の積分をすることによって、 $f(H\alpha) = 3 \times 10^{-17}\ \text{erg s}^{-1}\ \text{cm}^{-2}$ のフラックスを 5σ の精度で検出でき、 $z = 1.4\text{--}2.2$ の星形成銀河を $3\text{--}10\ M_{\odot}/\text{yr}$ の星形成率 (ダスト吸収補正なしの値) までサンプルできる ($H\beta$ ではおよそ 3 倍の星形成率の銀河までになる)。これらの探査自体からも十分な面積 (3 平方度) を掃けば、各狭帯域フィルターにおいて銀河団のような高密度領域を数個ずつ程度とらえることもできるが、今後すばるの次世代主焦点カメラ (Hyper Suprime-Cam; HSC) の広視野サーベイで大量の遠方銀河団 ($>1,000$ 個) が見つかってくると、それらの中にはこれらの狭帯域フィルターにちょうど輝線がやってくる銀河団も十分存在することが期待される (>50 個)。従って星形成活動に及ぼす環境効果についても統計的に詳しく調べることができよう。

一方で、SED のサンプリングを密にし、測光赤方偏移の精度を飛躍的に向上させるため、中間帯域フィルターを使ったサーベイも極めて効率的である。KPNO の口径 4m 望遠鏡で行われてきた NEWFIRM サーベイでは、 J を 2 分割、 H を 2 分割する中帯域フィルター導入し、 $1.5 < z < 3$ の銀河について $\Delta z/(1+z) < 0.02$ の精度で赤方偏移を測定する事に成功している (Whitaker et al. 2011)。さらに SED による星年齢やダスト吸収量の推定においても、精度が向上することが確認されている。口径 6.5m–8m の望遠鏡で、 $J1$, $J2$, $H1$, $H2$, $H3$, $K1$ という 6 つの中間帯域フィルターを作成してサーベイを行うことによって、さらに遠方および暗い側に高精度で拡張することを目指したい。帯域幅が減少する分、積分時間は倍増するが、2 バンド同時に観測できることもあり、分光観

測より大いに効率的であり、かつ無バイアスである。狭帯域撮像では星形成銀河をサンプルしたが、中間帯域撮像では、主に受動的に進化する古い星から構成される銀河に対して効果的である。従って、両者のサーベイを併せることによって、ある時代、ある環境にある、様々な年齢や活動性を持つ銀河を幅広くサンプルすることが可能である。

2.1.2.2 銀河進化に及ぼす環境効果

近年のすばる望遠鏡等を用いた銀河団の広視野観測によって、 $z \lesssim 1.5$ の銀河団の周辺部には、天球上で数 10 分角にも広がったフィラメント状の大規模構造が存在することが証明されている (Kodama et al. 2005; Tanaka et al. 2008; Nakata et al. 2005; Hayashi et al. 2011 など)。そして、そのような銀河団と一般フィールドをつなぐ「中間的」な環境で、赤い銀河が急速に増加したり (Kodama et al. 2001; Tanaka et al. 2005 など)、スターバースト銀河がもっとも多く見られるなど (Koyama et al. 2010; Koyama et al. 2011)、銀河団の周辺環境が、銀河の進化を理解するうえで、鍵を握っている可能性も示されている。そこで、すでに知られている遠方宇宙の大規模構造はもちろんであるが、今後 Subaru/HSC によって見つかるであろう多数の遠方銀河団に対しても、比較的豊富に使える TAO の観測時間を投入して近赤外線での徹底的なフォローアップを行い、さまざまな時代における銀河団、銀河群、フィラメントなどの環境別星質量関数を調べ尽くすことで、いつの時代に、どのような環境下で、銀河が星質量を獲得したのか明らかになる。

一方で、同じく SWIMS を用いた分光観測 (詳細は後述) からは、各銀河の星形成率も正確に求めることができる。星質量関数の進化のようすと並行して、環境ごとに星形成活動の変遷のようすを描き出し、たとえば銀河団における星質量の獲得が、銀河団内部における星形成活動によるものか、あるいは銀河団周辺の銀河群程度の環境で成長した銀河が落ちてきたものなのか、切り分けることができる。最近の報告によれば、 $z = 1.5$ 程度の銀河団では中心部にもさかんに星形成を行う銀河の存在が示されているが (Hayashi et al. 2010 など)、 $z < 1$ の銀河団ではその中心部に星形成銀河はほとんど見つからない。銀河団銀河の形成・進化の起こる場所が、時間とともに変わりゆくようすを、環境別の星質量関数および星形成率関数の比較から定量的に示すことができるだろう。

また、SWIMS のオプションとして検討段階にある面分光機能 (Integral Field Unit; IFU) が導入されれば、上述の撮像探査で見つかるさまざまな環境下の銀河について、その物理状態に迫ることも可能になる。特に、可変副鏡を用いた地上層補償光学 (Ground Layer Adaptive Optics; GLAO) も導入されれば、0.2–0.3 秒角にまで空間的に分解して (おおよそ $z = 1$ の銀河を ~ 2 kpc の分解能で観測することに相当)、銀河の運動状態や、銀河内部のどこで星形成が起きているか、などの情報を手にすることもできる。撮像の探査でも、GLAO が使用できれば、上述の銀河サンプルについて「静止系可視光で見

た形態」というきわめて重要な情報をプラスすることができ、これによって銀河の形態ごと、さらに環境ごとに、星質量関数を明らかにすることができるため、銀河団環境における銀河の星質量と形態の獲得が、どのようなタイムスケールで行われてきたのか、TAOによって初めて明かされるだろう。

2.1.2.3 多色撮像探査領域の選定

探査領域は、SXDF や COSMOS などの他波長データが揃う、一般ブランクフィールドに加え、環境効果を調べるため銀河団領域のターゲット観測も行う。各広帯域フィルターで 0.5–1.5 時間積分、各中帯域フィルターで 1–3 時間、各狭帯域フィルターで 3 時間の積分を考え、2 バンド同時観測を考慮すると、オーバーヘッド込みで、1 ポインティングあたり 25 時間の観測時間を要する。探査面積は 3 平方度とする。これは、共動体積で $3 \times 10^7 \text{ Mpc}^3 / \Delta z$ に相当し、現在 $10^{15} \text{ M}_\odot$ を超える大質量の銀河団の祖先が 10 個、 $10^{14} \text{ M}_\odot$ 以上の祖先は 100 個が入る体積に対応し、様々な環境を統計的に網羅するために必要な面積である。3 平方度の領域は SWIMS でおよそ 150 ポインティングでカバーできるので、合計 3,750 時間、ちょうど 1 年間の夜の時間を積算した程度になる。

分光の詳細については次節で述べるが、狙う赤方偏移のコア範囲 ($1.5 < z < 2.5$) では、2 バンド同時の分光によって [O II], [O III], H β , H α , [N II] の全てのラインおよび Balmer/4000Å break が一度にとらえられる。各ポインティングで 10 時間積分を 2 個のマスクで行うと仮定すると、3,750 時間となりこちらもちょうど 1 年間相当の観測が必要となる。いずれも専用望遠鏡ならではの、ユニークで汎用性が極めて高い大規模サーベイとなるであろう。

2.1.3 多天体分光サーベイで探る $z \sim 2$ 銀河の星形成史

恒星内部の核融合反応はビッグバン直後には宇宙に存在しなかった重元素（ヘリウムよりも重い元素）を生みだし、それらは星の死後に星間空間に放出される。従って、重元素量はその銀河の星形成の履歴を表す。とりわけ、星形成銀河の電離ガス中の重元素量、星質量、星形成率の関係は、暗黒物質ハローの中で銀河が形成される時に、星の材料となるガスがどのように集積し、星形成によって生み出された重元素がどのように銀河間ガスを重元素汚染するかを反映している (Erb et al. 2006; Mannucci et al. 2010, 図 2.7)。これは、銀河の形成・進化の理解や宇宙の化学進化を理解する上で重要な情報である。

また、銀河との共進化が示唆されている活動銀河核 (AGN) の銀河進化における役割を理解する事も重要である。AGN の活動は、銀河の星形成活動と同様に $z \sim 2$ の時代に最も活発であったことが分かっている (Ueda et al. 2003)。 $z \lesssim 1$ の銀河団では、

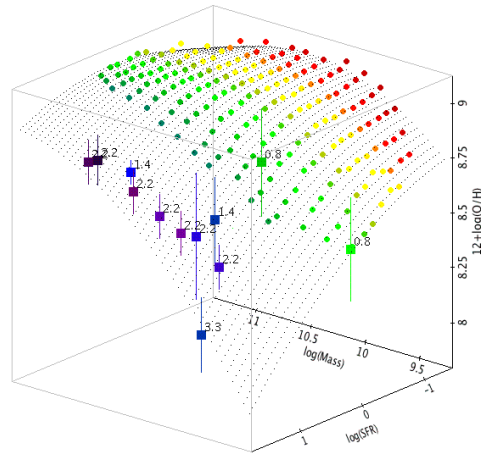


図 2.7: 星形成率, 星間ガスの重元素量, 恒星質量の相関関係 (Mannucci et al. 2010). ある質量の銀河に着目すると星形成率が大きい銀河ほど, 或は, ある星形成率を持つ銀河に着目すると星質量が小さな銀河ほど, 星間ガスの重元素量が少ない. 低重元素量の原始ガスの流入によって星形成率が高くなり, 低質量の銀河ほどガスの放出が起こりやすいために, この関係が成り立つと解釈されている.

高赤方偏移ほど AGN の存在する割合が高くなってきていることを示唆する結果もある (Martini et al. 2009; Tomczak et al. 2009). $z \lesssim 1$ の銀河団中心部を占めている受動的に進化している銀河がどのように星形成活動をやめるのかは未だに解明されていないが, その一つの原因として AGN が何らかの役割を担っていることが考えられる. 従って, これらの性質の相互関係とその環境依存性を解明することは, 銀河進化を正しく理解するための鍵であると言える.

2.1.3.1 TAO/SWIMS による大規模分光探索

TAO に搭載される SWIMS は, このような探索に適した装置である. 銀河と AGN が激しく進化している $z = 1.5-2.5$ の時代にある星形成銀河を TAO/SWIMS で観測する事によって, 星形成率の指標となる水素の輝線 ($H\alpha$, $H\beta$) だけでなく, 静止系で可視光の波長にある様々な重元素輝線 ($[O II]\lambda 3727$, $[O III]\lambda 5007$, $[N II]\lambda 6584$) を一度に取得することが出来る. これらの輝線強度比を利用して, 銀河の星形成率, ダスト吸収量, 星間ガスの重元素量, 及び AGN の活動性を非常に効率良く調べる事が出来る (Kewley & Dopita 2002). 銀河の星形成率は $H\alpha$ 輝線の光度から見積られる (Kennicutt 1998). $H\alpha$ 輝線は静止系

可視域での放射のため、ダストによる吸収量は比較的小さいが、それでも典型的に 1 等ほどの補正が必要である。このダスト吸収量の補正は、高赤方偏移銀河の研究における最も大きな不定性の一つである。そこで、信頼度の高い推定法の一つである、水素原子のバルマー系列の輝線強度比 ($H\alpha/H\beta$: Balmer decrement) からダスト吸収量を推定する。一方、重元素量はいくつかの可視輝線比を用いて推定する事が出来る。 $H\alpha$, $[N II]$ 輝線を用いる $N2$ index (Pettini & Pagel 2004) は、波長が近いので高赤方偏移銀河の研究でよく用いられてきたが、電離パラメータへの依存が大きいため、大質量星による電離輻射場に依存する上に、AGN の強い電離輻射場や超新星爆発による衝撃波による電離によっても、重元素量を過大評価してしまう。この不定性は、 $H\beta$, $[O II]$, $[O III]$ などとの輝線比を使うことによって改善される ($O3N2$ index: Pettini & Pagel 2004, R_{23} index: Pagel et al. 1979)。特に $[N II]/[O II]$ 比は電離パラメータに依らない重元素量の指標であることが指摘されている。この 2 つの輝線は波長が離れているため同時観測が難しく、吸収による影響も受けやすいのでこれまでの研究ではほとんど使われていない。TAO/SWIMS であれば $0.9\text{--}2.5\ \mu\text{m}$ の波長範囲を同時に観測可能なため、赤方偏移 $z \sim 2$ の銀河についてこれらの輝線強度は同時に測定され、Balmer decrement を使って電離ガスに対する吸収量を見積もることも可能である。

AGN と星形成銀河の区別は、 $H\alpha$ と $[N II]$, $H\beta$ と $[O III]$ の輝線強度比の比較によって行われる (BPT 診断: Baldwin et al. 1981, 図 2.8)。また、これらの輝線比はイオン化パラメータにも依存することから星間ガスの物理状態も調べることが出来る。

このように様々な輝線の強度比を調べることによって、宇宙の星形成史に重要な役割を果たしていると考えられる時代の銀河がどのように形成されたかを調べる上で重要な情報を得ることができる。ところが、6.5m 鏡の集光力をもってしても、上に挙げた全ての輝線を十分な S/N で検出するには相当な積分時間が必要となる。SWIMS に搭載される予定の面分光機能 (IFU) を利用することで、銀河からのフラックスを無駄無く捉え、このような検出が難しい輝線の S/N を上げられることが期待される。さらに、TAO に搭載される地上層補償光学 (GLAO) を活用することにより、星形成銀河の電離パラメータや重元素量について、銀河の中での分布を議論できるようになると期待される。この情報は、この時代の星形成銀河にどのようにガスが集積し星形成が進むかを調べる鍵となる。また、上述のように重元素量を過大評価してしまう場合に、その電離源が銀河の中心付近からなのか、銀河全体からの輻射なのかによってこれらを区別することができると期待される。

TAO/SWIMS がターゲットとすべき分光観測領域は、これまでの分光サーベイのような一般フィールド領域だけではなく、銀河団のような高密度環境も含むべきであり、先に述べた撮像サーベイと合わせて最大限の成果を出せるよう領域を選択する。TAO によるこれらの大規模撮像・分光サーベイにより、星形成率、星間ガスの重元素量、星質量及び

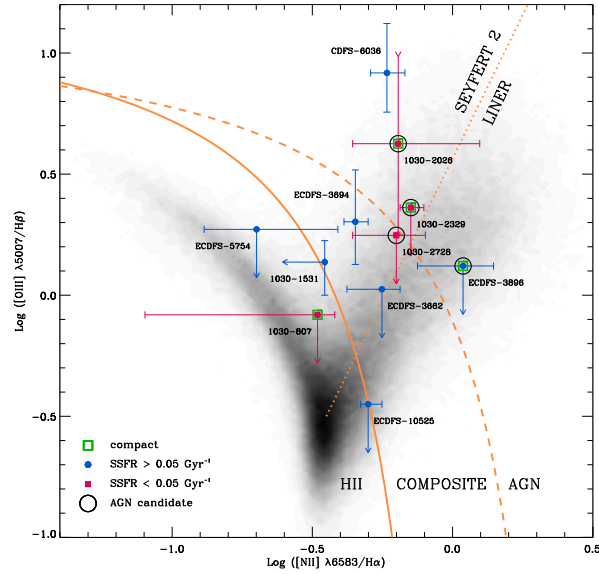


図 2.8: $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ と $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ 輝線強度比を用いた星形成銀河と AGN の分類 (Kriek et al. 2007).

AGN 活動の相互の関係を明らかにし、さらに、その一般領域と銀河団や原始銀河団での銀河の性質を比較し、その環境依存性を解明する事が可能になるだろう。

2.1.3.2 分光探査領域の選定

TAO/SWIMS による分光探査は、複数の輝線を利用して単独の研究を進めることも可能ではあるが、サイエンスを最大化するためにも、他のプロジェクトと連携が取れることを見込んだ観測領域を計画したい。今現在計画されているプロジェクトは多くあるが、ここでは日本が深く関わっているものに注目する。

まず、可視光での巨大な撮像サーベイである Subaru/HSC の戦略プログラムとは是非とも協調したい。Subaru と HSC の組み合わせは非常に強力で、他のサーベイでは得られないような良質のデータを提供する。予定通りに計画が進めば、TAO が出来上がるころには HSC のサーベイは終了してデータは公開されているはずである。HSC のサーベイ領域はまだ決まっていないが、赤道付近に HSC ディープフィールド (30 平方度程度) が配置される予定で、TAO からの観測は容易であろう。現在、この HSC ディープフィールドの近赤外フォローアップ観測の予定は未定である。HSC の広くて深い可視光データに、TAO の近赤外データを加えれば、日本発の非常に良質のデータができあがるであろう。

さらに、現在 IPMU を中心として、Subaru/PFS の計画が進んでいる。0.38–1.3 μm を一度にカバーする多天体ファイバー分光器で、HSC のフィールドは明らかに PFS サーベイのメインのターゲットになるであろう。PFS のサーベイに対しても、TAO は非常に相補的である。それは TAO では PFS の届かない 1.3–2.5 μm をカバーできるからである。上に述べたように、広い波長をカバーすることは、様々なサイエンスを行う上で、極めて重要である。例えば、PFS では $\text{H}\alpha$ は $z \sim 1$ までしか見えないが、TAO では $z \sim 2.5$ まで届く。TAO では大気吸収が少ないことも相まって、PFS と協力することで実に 0.38–2.5 μm までのシームレスなスペクトルを得ることができるのである。これは、銀河研究をする上では理想的なデータであろう。上で銀河の星質量進化を述べたが、星質量は正確な赤方偏移と色（もしくはスペクトルの連続光の形）を用いることで精度良く決めることができる。また、星形成率を求めたり、重元素量を求めたりする場合には、スペクトルから静止系可視光の輝線を測定することが必要不可欠となる。また、このような解析には AGN の寄与を省くことが肝要で、先に述べた BPT 診断 (図 2.8) も必要となる。こういった解析は PFS のみでは $z = 1$ までが限界であるが、TAO+PFS では実に $z \sim 2.5$ まで可能である。こういった解析を統計的サンプルに対して行うのは、TAO と HSC, PFS の組み合わせがなければできないことであり、非常にユニークなサイエンスが期待される。

2.1.4 遠方赤外線銀河のダスト放射物理の解明

1990 年代後半から行われてきた大規模な深宇宙サーベイ観測の結果は、宇宙の星形成率密度 (SFRD) の進化として要約されている (例えば Hopkins & Beacom 2006)。この SFRD は、赤方偏移とともに過去にむかって急激に増加することが確認されているが、この結果を確立するにあたっては、ISO, *Spitzer*, AKARI といった赤外線天文衛星による観測が大きな役割を果たした。これは、ダストによる放射 (主に中間赤外線放射) を直接観測することで、星形成率をある程度正確に求めることができたからである。赤外線観測によって、 $z \sim 1$ では、 $L_{\text{IR}} = 10^{11-12} L_{\odot}$ の赤外線銀河 (Luminous InfraRed Galaxies – LIRGs) が宇宙全体の星形成率の 70% を占めていることが判明した (Le Floc'h et al. 2005)。

このように、ダストによる観測から銀河の物理的な性質 (星形成率など) を求めるには、ダストの性質に対する理解が欠かせない。これまでの赤外線銀河サーベイでは、主に静止波長で 8 μm 帯の PAH 放射の光度が、星形成率の指標として使われてきた。これはより良い指標である全赤外線光度 (L_{TIR}) と中間赤外線光度の相関関係を利用したもののだが、この相関関係は線形ではなく、また傾きが光度に依存する複雑なものである。また、*Spitzer* 衛星によるサーベイ観測では、8–24 μm の間に、測光バンドのギャップがあるため、実際に観測されるのは静止系 8 μm 以外の波長である。このため、中間赤外線での K-correction の不定性も入ることになり、星形成率決定の精度は十分とは言えない。特

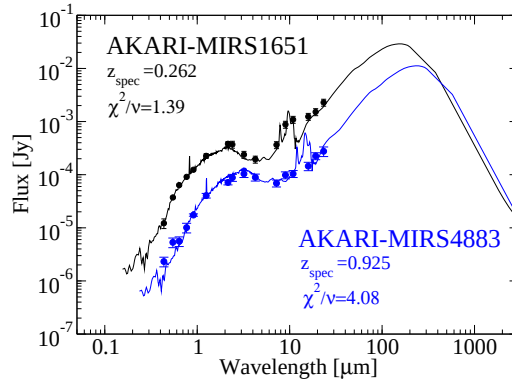


図 2.9: NEP-Deep サーベイ天体の SED 例. 両銀河とも同じ SED テンプレートでフィットされるが、実際には、MIRS4883 については PAH 放射が検出されておらず、フィットは棄却される。

に、個々の銀河を研究対象にする際には、SED テンプレートの不定性が支配的になるため、深刻な問題となる。この問題を解決するためにも、銀河からのダスト放射の物理を理解することは重要である。

2.1.4.1 AKARI の成果と課題

AKARI では、2–24 μm を 9 つの測光バンドを用いた独特な中間赤外線サーベイ観測を行った (Matsuhara et al. 2006). 衛星の姿勢に対する制限から、遠方銀河サーベイは黄極付近の領域でのみ実現可能であったため、北天では北黄極領域 (NEP) で、また南天では南黄極から 16 度離れた低シラス放射領域 (AKARI Deep Field South – ADF-S) で多波長サーベイを敢行した。NEP 領域、ADF-S でのサーベイ観測はそれぞれ、中間赤外線、遠赤外線での観測に広さ・深さを最適化した。中間赤外線領域の SED は、PAH 放射や AGN からの高温ダストの寄与などで、複雑な様相を呈する。AKARI の中間赤外線サーベイは、中間赤外線の測光バンドに波長ギャップがないため、遠方銀河の中間赤外線 SED を用いた研究にとって最適なデータを提供している。この特徴は、次世代赤外線衛星 SPICA にも引き継がれる予定である。図 2.9 に、AKARI による銀河 SED の例を 2 つ示した。両銀河とも、同じ SED でフィットされるが、実際には、一方の銀河では、テンプレートにはみられる PAH 放射が観測されておらず、AGN のように連続光成分が卓越している。この例で明らかなように、中間赤外線放射から銀河の物理的性質を探るには、十分な波長分解能が必要不可欠である。また、星形成と AGN からの寄与の切り分け以外にも、PAH 放射強度の重元素量に対する依存性の理解が大きな課題となる。

AGN や重元素量の評価は、0.4–0.9 μm での可視分光観測で一般的に行われてきた。

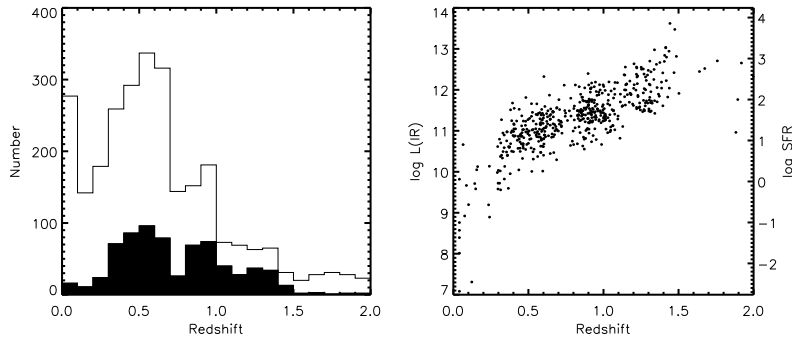


図 2.10: [左] NEP-Deep サーベイ天体の赤方偏移分布 (白) と, Subaru/FMOS 観測ターゲットの赤方偏移分布 (黒). 赤方偏移は測光観測から推定. [右] FMOS ターゲットの赤外線光度と赤方偏移.

AKARI によって得られた赤外線銀河のサンプルについても, Subaru, Keck, WIYN に搭載されている多天体分光器を活用し, 可視分光観測を進めた. しかし, 赤方偏移 $z > 0.4$ の天体については, $H\alpha$ 輝線が近赤外線域に入ってしまうため, Balmer decrement を用いた減光補正が行えなくなる. また, ダスト吸収によって異常に赤い, つまり可視で暗い天体については, 可視分光での AGN 判定が難しく, 近赤外線での分光観測が望ましい. このように, Subaru/FMOS や TAO/SWIMS などの近赤外線多天体分光器は, 赤外線銀河の性質を明らかにする上で決定的な役割を果たす.

2.1.4.2 SPICA と TAO へ

口径 3m 級の主鏡を持つ SPICA は, 2010 年代において世界最高の遠・中間赤外線観測を可能にするミッションである. これまでの赤外線天文衛星に比べ, 望遠鏡口径 (つまり解像度) を一挙に 4 倍以上, 感度は 3 桁以上向上させる. また, SPICA では, AKARI のように中間赤外線波長ギャップのない測光バンド構成が採用される.

図 2.10 に, AKARI/NEP サーベイによる中間赤外線ソースと FMOS 観測用に選定したターゲットの赤方偏移分布 (測光から推定) を示した. AKARI の近-中間赤外線測光観測の結果, 9 つ全てのバンドで検出された銀河は, $z \sim 0.5$ にピークをもつ. つまり, 中間赤外線から星形成 / AGN の切り分けが保障できる統計サンプルを用いた信頼度の高い研究が行えるのは, 現状 $z \sim 1$ 程度までと考えて良い. SPICA では, 感度の向上により $z \sim 3$ の赤外線銀河 (LIRGs) を全バンドで検出できるだろう. これら全バンド検出天体では, 中間赤外線の SED を用いた信頼度の高い赤方偏移推定が可能である (Takagi et al. 2010).

これら SPICA 全バンド検出天体は、分光フォローアップ観測の最重要ターゲットとなる。SPICA の新しい能力の一つとして、中間赤外線分光による重元素量決定が挙げられる (Nagao et al. 2011)。この方法では、[Ne II] 12.8 μm , [Ne III] 15.6 μm , [Ne V] 14.3 μm とその周辺の輝線を用いて、重元素量を推定する。その他、同じイオンの別遷移輝線強度比を用いることで、ガスの温度・密度など物理状態の推定も可能である。更に、埋もれた AGN の検出にも有効である。ただし、多天体分光機能はないため観測天体はある程度限られる。一方、多天体分光器である TAO/SWIMS は、SPICA 天体の静止系可視光域のスペクトル観測を行うための最も強力な観測装置の一つである。SWIMS 観測より、これまで主に近傍銀河で一般的に行われてきた Balmer decrement を用いたダスト吸収の推定、[O II], [O III], H α を用いた重元素量決定、[O III], [N II] とバルマー輝線による AGN 診断などが、 $z \sim 3$ の SPICA 検出天体について可能になる。南天の ADF-S 領域は、SPICA や TAO の他、ALMA による高分解能撮像や様々な分子輝線を用いた銀河の力学的診断も可能で、宇宙初期の星形成銀河を総合的に究明する上で重要な役割を果たすことが期待されている。

2.1.5 サブミリ波銀河と隠された星形成史

星形成活動を行う銀河には、低温で密度の高い ($20\text{--}100\text{ K}$, $n(\text{H}_2) > 10^3\text{ cm}^{-3}$) 星間物質を大量に持つ分子雲が普遍的に存在する。これらの分子雲は恒星の形成の母体になる一方で、生まれて間もない恒星は分子雲と物理的に近い距離にあるために星間物質に隠されやすい。したがって、形成・進化期にある銀河は、ときに宇宙で最も激しい星形成活動を伴うにも関わらず、可視近赤外域での減光量が大変大きく、既存の 8m 級可視望遠鏡の感度をもってしてもその検出がむずかしいことがある。一方で、恒星からの紫外線を吸収し暖められた星間物質は、今度は遠赤外線からサブミリ波領域にわたってダストの連続光、ガスの輝線というかたちでエネルギーを再放射する。したがって、ダストに埋もれて進行するタイプの銀河進化、言わば「隠された星形成史」をあばくことが TAO の重要な使命になる一方で、同じアタカマ地域に展開するサブミリ波観測装置 (ALMA, ASTE, CCAT) との連携の重要性は論を待たない。

2.1.5.1 サブミリ波で選択された銀河の TAO 観測

宇宙で最も活発に星形成活動を行う銀河が、8m 級の光学望遠鏡をもってしても理解されていないままである。これは、爆発的な星形成を行う銀河は、概して自身が持つガスや塵 (ダスト) に隠されてしまうためだ。ダストに埋もれた銀河進化を経験しているもっとも極端な例が、赤方偏移 $z \approx 2\text{--}3$ に多く同定されているサブミリ波銀河 (SMGs;

Smail et al. 1997; Hughes et al. 1998; Barger et al. 1998; Blain et al. 2002; Kohno et al. 2008; Hatsukade et al. 2011) である。SMG は今日の銀河団に所属する大質量楕円銀河の先祖と目されており (Borys et al. 2005), 実際に高赤方偏移の原始銀河団と密接な関係にあることが観測的に示されている (Blain et al. 2004; Chapman et al. 2009; Tamura et al. 2009; Weiß et al. 2009; Capak et al. 2011)。したがって、TAO のサイト・大集光力と中間赤外にまで至る波長範囲を生かした SMG の撮像・分光探査を行うことができれば、ダストに埋もれて進行する銀河進化史をあばき、原始銀河団のような高赤方偏移の質量集中箇所を特定することができるだろう。さらに、輝線の情報が得られることによる SMG そのものに対する研究の展開も大きい。例えば、輝線幅から力学的質量を求めたり、大質量ブラックホールの質量を推定したり、SMG が放射する莫大なエネルギー源を診断したりすることが可能となる (例えば、Motohara et al. 2005; Takata et al. 2006; Alexander et al. 2008)。

TAO は、SMG の追究研究において重大な役割を負う一方で、そのサンプル構築には、サブミリ波観測装置とのシナジーが必須である。SMG の探査には、サブミリ波連続波カメラが有効である。現在では、世界各国で大規模フォーマットのサブミリ波連続波カメラが積極的に開発・運用されている。我が国のサブミリ波深宇宙探査として、東京大学・国立天文台を中心に ASTE 望遠鏡²と超伝導転移端センサー型ボロメーターカメラ (2011 年 10 月搭載) を用いるプロジェクトが進んでいる。

また、こうしたサブミリ波探査で発見された SMG の対応天体の同定には、アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計 (ALMA³) が有効である。ALMA は、66 台のアンテナを結合し、波長 350 μm –3 mm において世界最高の感度と空間分解能で観測を行う電波干渉計である (2011 年部分運用開始, 2012 年本格運用開始)。

こうしたサブミリ波で検出された銀河に対する、TAO によるすみやかな撮像・分光観測は、宇宙再電離の時代から今日にいたるまでに隠された星形成銀河がどのように進化してきたかを知る重要な手がかりを提供するものと期待される。

2.1.5.2 TAO で発見された銀河のサブミリ波観測

近赤外線深宇宙探査で発見される遠方のきわめて赤い銀河 (HERO, DRG) や円盤銀河の祖先と考えられる星形成銀河 (BzK 銀河) が、現在の宇宙に見られる銀河種族にどのように関係しているのかを知ることが、銀河進化研究の中心課題である。そもそも銀河の進化は、ガスから恒星への相転移現象を素過程として進行する。したがって、恒星誕生の母体たる分子ガスには、銀河進化を理解する大きな手がかりがあるはずである。TAO によ

²ASTE 望遠鏡ホームページ <http://www.nro.nao.ac.jp/~aste/>

³ALMA 望遠鏡ホームページ <http://alma.mtk.nao.ac.jp/j/>

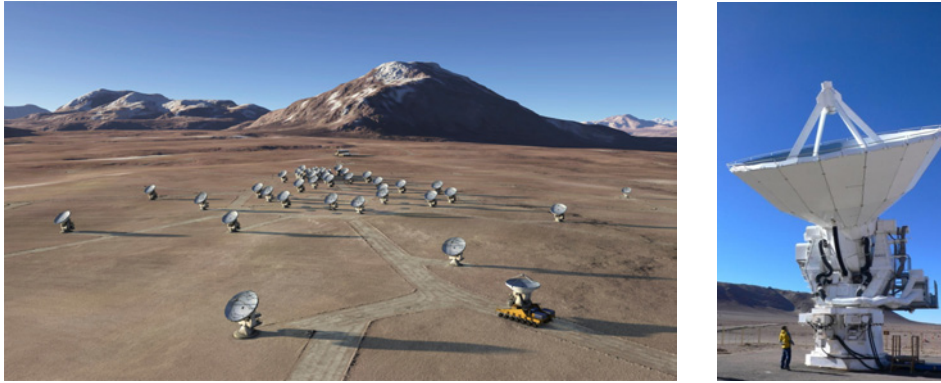


図 2.11: 左: アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計 ALMA の想像図 (Credit: ALMA [ESO/NAOJ/NRAO]). 右: 国立天文台と東京大学等が運用する ASTE サブミリ波望遠鏡

り発見されるこうした銀河の分子ガス追跡観測を効率よく進める際にも、やはり ALMA 望遠鏡が重要な役割を果たす。

TAO と補償光学による高感度・高分解能撮像は、いわば銀河がこれまでに経験した、あるいは現在経験している進化の情報を提供するだろう。たとえば、多色撮像による可視・近赤外線スペクトルのモデリングからは、銀河が持つ恒星系の質量、年齢、星形成率等が導かれる。一方で、ALMA 望遠鏡による分子ガスの高分解能分光撮像 ($0.''01\text{--}0.''1$) は、今後銀河がどう進化していくかを知るための基本的な情報を提供する。たとえば、分子ガス質量、空間構造 (サイズ、銀河衝突の兆候等)、力学的構造 (系統的な回転運動、分散の大きいランダムな運動等)、星形成活動に関する情報である。

これらの情報を統合することは、銀河が今後どのような進化を遂げ、現在のどの銀河の種族・形態へ至るのかを知る手段となるばかりか、我々の天の川銀河の先祖に対応する若い銀河の同定や理解が進むことが期待される。

2.1.6 $\text{Pa}\alpha$ で探る近傍宇宙の星形成パノラマ

ここまでで紹介したサイエンスは遠方銀河を観測対象として銀河進化を解き明かそうというものであったが、近傍にある (現在の) 銀河の星形成活動を空間的に分解し、その様子から銀河の進化を紐解くことも TAO サイトならば可能である。

2.1.6.1 近傍銀河の星形成と Pa α 輝線

星形成は 10^6 – 10^7 年の時間スケールで起き、数 pc 程度の空間的スケールを持った局所的な現象として進行する。一方、銀河の腕構造・棒構造やバルジ、また銀河団は 10^8 – 10^9 年の時間スケール、数-数百 kpc の空間スケールで進化する大局的な構造でありながら、星形成と密接な関係がある事が知られている。このように空間的・時間的に何桁にもわたる現象を包括的に理解するためには、銀河の全体像を把握しながら個々の星形成領域を追う事のできる近傍銀河という実験場が必要である。さらに銀河のダイナミクス、重元素量や銀河団などの環境と星形成の関連を探るには、一つの銀河ではなく大規模な銀河サンプルに対して一様な形で個々の星形成領域の活動性をサーベイする事が最も重要である。

星形成活動を表す指標として星形成率 ($M_{\odot}/\text{yr}$) が用いられるが、近傍銀河において個々の領域の星形成率を求める事は容易ではない。大質量星からの直接的な輻射の指標として一般的に用いられる紫外線 (UV) や H α 輝線は星間塵 (ダスト) による吸収が激しく、個々の星形成領域においてはダストの分布によって $A_V = 0$ – 5 等と大きな幅を持ち (Quillen & Yukita 2001)、銀河内の星形成率測定は 1 桁程度の不定性を持ってしまう。ダストからの輻射を用いて間接的に星形成率を評価する事も行われている (Calzetti et al. 2007) が、ダストの組成や大きさ、温度に依って真の星形成率との線形性が保証されない、トレースする星形成のタイムスケールが異なるなどの問題がある。現在最も信頼できる星形成の指標の一つとして水素の電離輝線である Pa α ($\lambda = 1.875 \mu\text{m}$) がある。Pa α の固有の強度は H α に対して $1/8$ 程度であるが、ダストの吸収が格段に少ないため一般的な星形成領域の減光量である $A_V = 3$ 等以上においてむしろ H α よりも強度が強くなる。従って、これまでダストに深く埋もれていた星形成の現場も露わになることで、星形成のほぼ無バイアスな指標として用いる事ができる。一方、Pa α は地上観測では水蒸気による吸収が激しく、現在は世界で唯一 miniTAO/ANIR のみで狭帯域フィルター撮像が観測可能である。

2.1.6.2 TAO/SWIMS による Pa α 撮像サーベイ

地上望遠鏡である TAO は長期間の観測を確保する事が可能あり、また視野が広い (SWIMS で $\phi 9.6$ 分角) という点で将来の宇宙望遠鏡計画 (JWST の近赤外カメラで視野 2 分角) に対しても有利であり、大規模な近傍銀河の Pa α 撮像サーベイを行うにはうってつけである。例えば狭帯域の Pa α -off フィルター N195 を用いると、後退速度が $9,000 < V < 15,000 \text{ km/s}$ を満たす全ての近傍銀河が原理的には観測可能であり、IRAS による $\lambda = 60 \mu\text{m}$ でのフラックスが 1 Jy 以上のものに限れば 890 天体ある。TAO の

6.5m という口径を考慮すればこれらの天体のすべてを数年間で撮像する事ができ、近傍銀河研究にとっては極めて貴重なデータベースとなる。このデータベースを用いる事で

1. 銀河の環境変化・形態進化に従ってどの特徴的な領域で星形成が活発化するか
2. 赤外線など他の星形成トレーサーのキャリブレーション
3. ALMA のデータを用いて銀河のガス・ダスト構造と星形成活動の関係の研究

などが統計的側面から行える。さらには、遠方銀河で起きている激しい星形成を TMT や ALMA によって超高空間分解して物理的に理解する上で手助けとなることも大いに期待される。これらはすべて標高 5,640m のチャナントール山頂というサイトで初めて実現可能であり、今後の大規模な地上や衛星プロジェクトをもってしても取って代わる事が困難なユニークなサイエンスと言える。

2.2 活動銀河核, 超新星, 宇宙論

活動銀河核 (Active Galactic Nuclei; AGN) とは銀河中心部の極めて小さい領域から銀河全体、あるいはそれを凌駕するエネルギーを放射する天体現象であり、そのエネルギー源は超巨大質量ブラックホールへの質量降着によるものとされている。近年の研究によって活動銀河核以外の多数の近傍銀河の中心部に超巨大質量ブラックホールが存在することがわかり、またいっぽうで活動銀河核のブラックホール質量とその母銀河のバルジ成分の質量に強い相関が発見されるなど、活動銀河核現象は銀河の形成と進化に深く関係していることが明らかになってきた。活動銀河核の形成と成長および銀河進化との関係を探るため、多数の高赤方偏移天体あるいはダストによる大きな減光を受けた天体について、連続した近赤外スペクトルを高い質で取得することが今後重要となってくるだろう。TAO 望遠鏡が建設されるチャナントール山頂は、その高い標高と乾燥した気候のため世界の他のサイトに比べてもっとも赤外線の大気吸収率が低く、近赤外領域での分光観測を行う上で広い波長帯で効率の良い観測が可能であるという大きな利点を備えている。また大型望遠鏡に一般的な共同利用型の望遠鏡に比べて TAO 望遠鏡では豊富な観測時間を確保することができ、より大きなサンプルについて高精度なスペクトルを得ることが可能である。従って、次世代の近赤外線による活動銀河核の研究について TAO 望遠鏡の大きな貢献が期待される。

超新星は星がその進化の最終段階で起こす大爆発である。星は中心部でより重い元素を合成しながら、その核反応で生じたエネルギーでもって自身の重力を支えている。太陽の約 10 倍以上の質量をもって生まれた星は、進化とともにその中心部に鉄を主成分とす

るコアを形成する。鉄は最も安定な元素であるため、それ以降核反応によるエネルギー供給を行うことができない。そのため中心部が爆縮を起こし中性子星あるいはブラックホールを形成する。その際に解放されるエネルギーの一部により中心天体を残し星全体が爆発する。これが重力崩壊型超新星であり、その最大光度時のスペクトルの特徴により II 型, Ib 型, Ic 型に分類される。一方、太陽の数倍程度の質量の星は、質量放出を経て炭素と酸素からなる白色矮星を形成する。白色矮星が近接連星系をなす場合に、相手の星からの質量着あるいは連星合体により白色矮星の質量が増大し得る。チャンドラセカール限界質量と呼ばれる閾値に到達すると、爆発的な酸素の核反応により爆発を起こす。これが Ia 型超新星である。サーベイ観測は、詳細な測光・分光フォローアップの対象となる超新星を発見するのに加え、超新星頻度や星生成史、観測的宇宙論研究において重要である。また、個々の超新星の測光・分光観測は、星の進化や超新星爆発・元素合成の物理機構の解明のために不可欠である。これら双方のアプローチを組み合わせることで、宇宙における元素の起源や超新星が銀河進化に与える影響等が議論できる。TAO 望遠鏡の高い近赤外線サーベイ能力および柔軟な運用体制は超新星およびそれを利用した銀河宇宙の進化の研究に重要な貢献を期待できる。

宇宙に存在する天体現象だけでなく宇宙そのもののありかた、誕生や進化を研究するのが宇宙論である。基礎物理学理論の発展と観測技術の進歩により宇宙の理解は大きく進み、ビッグバンで誕生した宇宙が現在まで膨張を続けながら多様な天体を生み出してきたとするビッグバン宇宙論がひろく受け入れられている。とくに過去 15 年で観測的宇宙論は長足の進歩を遂げた。WMAP 他による宇宙背景放射のゆらぎ測定やハッブル宇宙望遠鏡によるセファイド型変光星の距離測定、多数の遠方超新星の光度距離測定や銀河分布のバリオン音響振動、重力レンズや銀河団の計数などの観測とあわせてハッブル定数や宇宙の質量密度、宇宙定数の測定精度は誤差数パーセントに至り、標準的な宇宙膨張モデルが確定した。しかしながら宇宙膨張の歴史を理解しようと試みると宇宙の全エネルギーのうち、宇宙が膨張しても密度が一定である謎のエネルギーであるダークエネルギーが約 4 分の 3、重力相互作用を行うが電磁相互作用は行わないダークマターが約 5 分の 1 を占め、正体不明の「ダーク」なものが宇宙の過半を占めるという物理学の根幹に関わる大きな謎が残されている。TAO 望遠鏡は高い赤外線観測の性能を持ち、かつ柔軟な運用体制がとれるため、観測的宇宙論に関わる謎に複数の手法で迫っていくことができる。

2.2.1 TAO で探る超巨大質量ブラックホール進化

様々な銀河の中心部には超巨大質量ブラックホールが存在し、その質量 M_{BH} は太陽質量の数百万倍から数十億倍に達することが知られている ($M_{\text{BH}} \sim 10^6 - 10^9 M_{\odot}$)。この超巨大質量ブラックホールは、銀河中心部のコンパクトな領域から銀河全体の光度を凌駕する

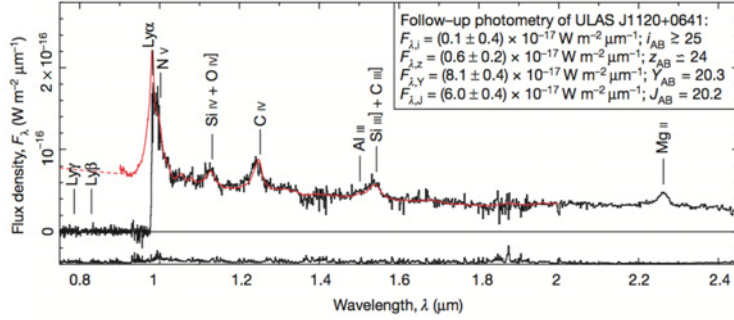


図 2.12: 高赤方偏移 $z = 7.085$ のクエーサーのスペクトル (黒線). この赤方偏移は宇宙誕生後およそ 7.7 億年に相当する. ブラックホール質量は $2 \times 10^9 M_{\odot}$ と推定されている. 赤線は中赤方偏移 $2.3 < z < 2.6$ のクエーサー 169 個の合成スペクトル.

ほどの莫大なエネルギーを放射するクエーサー現象のエネルギー源として重要であると同時に、銀河の形成と進化にも様々な面で影響を与えるため、宇宙の進化の全容を理解する上でも非常に重要である. しかし、超巨大質量ブラックホールが宇宙 137 億年の歴史の中でどのように質量を獲得して成長してきたかという問題は全く理解されておらず、そのため超巨大質量ブラックホールの進化に関する研究が注目を集めている. Sloan Digital Sky Survey (SDSS) による近年のクエーサー探査の結果、赤方偏移 6 前後のクエーサーが約 20 天体発見され (e.g. Fan et al. 2006), それらの超巨大質量ブラックホール質量が $10^9 M_{\odot}$ に達することが報告されている (e.g. Kurk et al. 2007). 赤方偏移 6 は宇宙年齢にすると 10 億年に満たない程の初期宇宙に相当するが、そのような短い時間のうちに $10^9 M_{\odot}$ の超巨大質量ブラックホールを作るとは理論モデルに対する強い制約となっている (e.g. Tanaka & Haiman 2009). さらに最近、赤方偏移 ~ 7 (宇宙年齢約 7.7 億年) にクエーサーが発見され、その超巨大質量ブラックホール質量が $2 \times 10^9 M_{\odot}$ であることが報告されるに至り (Mortlock et al. 2011; 図 2.12), ますます超巨大質量ブラックホール進化の謎は深まりつつある.

超巨大質量ブラックホール進化を理解するための一つの障壁は、SDSS では遠方宇宙においては非常に明るいクエーサーしか観測できていないということである. この観測バイアスにより、そもそも超巨大質量ブラックホール質量が $10^9 M_{\odot}$ を下回るクエーサーを見つけることは困難であり (e.g. Kelly et al. 2010), そのため超巨大質量ブラックホールの質量関数の全体像を描くことができない. 初期宇宙から低赤方偏移宇宙にかけて超巨大質量ブラックホールの質量関数が統計的にどのような変遷を遂げたかを明らかにするためには、これまでよりも暗いクエーサーを遠方宇宙において系統的に探査する必要がある. こうした背景を踏まえ、すばる望遠鏡の次世代主焦点広視野カメラ Hyper Suprime-Cam (HSC; 2012 年ファーストライト予定) を用いた新たなクエーサー探査プロジェクトが検

討されている (Subaru Wide-Field AGN Survey; SWANS). SWANS では可視広域多色撮像観測によって SDSS よりも 2–3 等級暗いクエーサー ($Y_{AB} \sim 23$) を 1000 平方度以上の天域に対して探査し, 赤方偏移 6 程度の低光度クエーサーが 200 天体程度発見されると見積もられている.

この HSC による大規模サーベイは 2013 年から 5 年程度の観測が想定されているが, 得られた撮像データから超巨大質量ブラックホール進化の議論を行うためには分光フォローアップ観測が必須である. すなわち $C\text{ IV}\lambda 1549$ または $Mg\text{ II}\lambda 2800$ の輝線速度プロファイルを測定することにより, 力学的手法から超巨大ブラックホール質量が見積もられる. しかしこの両輝線は赤方偏移 5.5 以遠で $1\mu\text{m}$ より長波長側にシフトしてしまうため, 赤方偏移 6 での超巨大ブラックホール質量を測定するためには近赤外線での分光観測が必要である. ここで注意すべきことは, 今注目しているターゲットの面密度が非常に低く, そのためマルチスリットまたはファイバー多天体分光の手法を用いても観測効率がほとんど向上しない点である. そのため, 仮に 200 天体に対して 6–8m 級望遠鏡により各 2 時間の観測を行うことを考えると, 総計 400 時間, すなわち 40–50 夜が必要となり, すばる望遠鏡などを用いた共同利用的な観測でこの研究を完遂することは極めて困難である.

しかし TAO 望遠鏡は大学望遠鏡として柔軟な観測時間運用が可能であり, ここで想定している近赤外分光観測を各セメスターあたり数晩, 数年間にわたり継続することで赤方偏移 6 クエーサーの超巨大ブラックホール質量の系統的観測を完遂することが可能となる. 口径 6m 以上の望遠鏡でこのような柔軟な望遠鏡時間運用を可能とする施設は他になく, この研究を TAO にて行うことは非常にユニークかつ競争力の高い. なお, TAO に搭載される SWIMS で想定されている波長分解能 ($R \sim 500 - 1000$) および限界等級 ($Y_{AB} \sim 22.6$ for $S/N = 5$ in 1 hour exposure) は赤方偏移 6 クエーサーの超巨大質量ブラックホール質量測定を進めるのにちょうど適したものとなっている⁴. さらに TAO/SWIMS の利点として, 他サイトでの観測に比べて近赤外域でのバンドギャップにおける大気透過率が比較的良好であることが挙げられる. 実は超巨大質量ブラックホール質量を測定する際に, $C\text{ IV}\lambda 1549$ よりも $Mg\text{ II}\lambda 2800$ を使った方が系統誤差が小さいことが知られている (e.g. Shemmer et al. 2004). しかし赤方偏移 6 程度のクエーサーの $Mg\text{ II}$ はちょうど H バンドと K バンドの間のギャップにシフトするため, この波長帯で精度よくスペクトルを取得することができる TAO/SWIMS は非常に強力である. また, 赤方偏移 6 のクエーサーの $Mg\text{ II}$ が精度よく測定可能であるということは, クエーサーの化学組成診断の観点からも非常に有用である.

⁴一般にクエーサーの $C\text{ IV}\lambda 1549$, $Mg\text{ II}\lambda 2800$ の輝線速度幅は 2000 km s^{-1} 以上である.

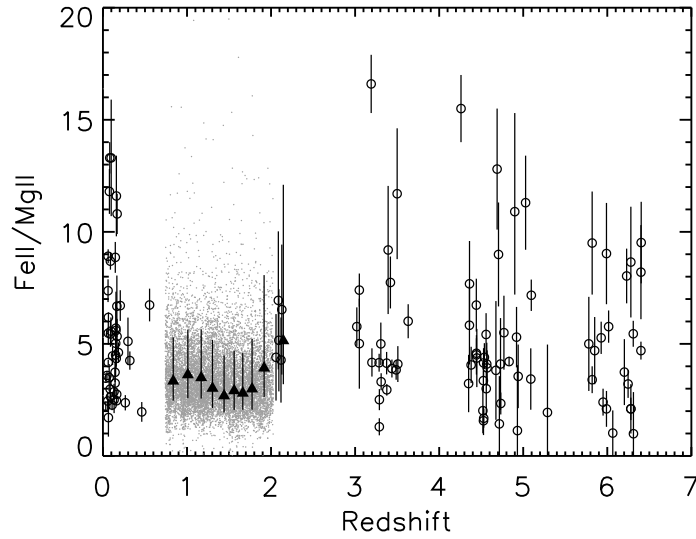


図 2.13: これまでに行われたクエーサーの Fe II/Mg II 輝線強度比の観測. 縦軸が Fe II/Mg II 輝線強度比, 横軸が赤方偏移を表している. Ia 型超新星爆発を起こす星の寿命が 10 億年であることを考えると, 宇宙年齢 10 億年に相当する赤方偏移 5.6 付近で強度比に大きな変化が見られることが期待されるが, 観測結果からは明らかな変化が見られない.

2.2.2 Fe II/Mg II 輝線強度比の測定による第一世代星形成時期の推定

超新星爆発の元素合成理論によると, 鉄は主に Ia 型超新星爆発によって作られ, 一方酸素やマグネシウムと言った α 元素は主に II 型超新星爆発によって作られる. II 型超新星爆発を起こす大質量星の寿命がおよそ 100 – 1000 万年であるのに対し, Ia 型超新星爆発を起こす小質量星の寿命はおよそ 10 億年であるため, 宇宙で最初に星が生まれた後, Ia 型超新星爆発が起こり始める約 10 億年後に宇宙における鉄の α 元素に対する存在量が急増することが予想される. 観測によりこの鉄/ α 元素組成比の急増が起こる時期を確認できれば, 宇宙で一番最初に星が生まれた時期を推定することが可能になる.

この手法を用いて第一世代星形成時期を推定しようと, 多くの研究者によってクエーサーの Fe II/Mg II 輝線強度比が測定されてきた (図 2.13). しかし測定値は分散が大きく, 宇宙年齢 10 億年に相当する赤方偏移 5.6 付近にあると予想される鉄の急増がはっきりとした形では見えていない.

これらの観測研究には 2 つ問題がある可能性がある. 1 つは Fe II/Mg II 輝線強度比が鉄/ α 元素組成比を正しく反映しているか否かという点である. これまで観測が行われてきた静止波長で紫外域に存在する Fe II 輝線は輻射輸送計算によって光学的に厚いことがわかり, 光学的に薄い静止波長で可視域に存在する Fe II 輝線こそが鉄/ α 元素組成比を

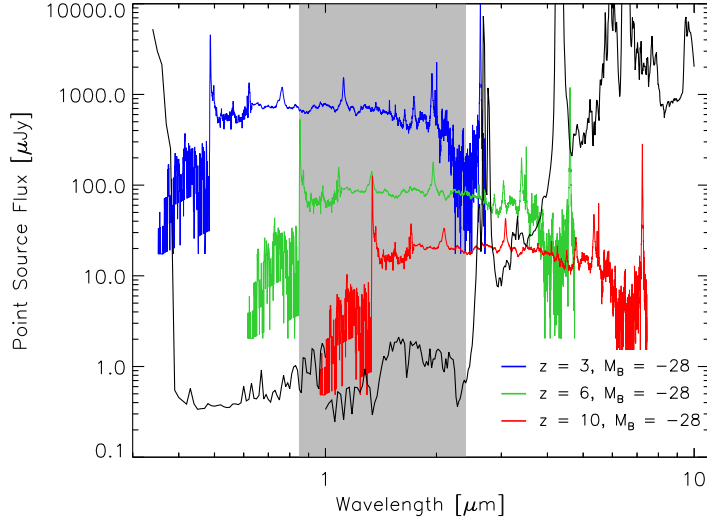


図 2.14: TAO による高赤方偏移クエーサーの分光観測シミュレーション. 黒線が分解能 $R = 5,000$, 積分時間 10,000 秒での TAO の感度曲線を表している. 青線, 緑線, 赤線はそれぞれ赤方偏移が 3, 6, 10 の場合における $M_B = -28$ のクエーサーのスペクトルを表している. 影の部分が TAO で予定されている分光観測の波長域である.

測定するために有利であることが明らかになった. したがって, これからの観測では静止波長で可視域に当たる Fe II の測定が重要であり, 高赤方偏移天体の測定には赤外線での観測が必須となる.

もう 1 つは宇宙で最初に起こった星形成が瞬間的なものではなく, ある期間に渡って継続した可能性である. もし後者が正しいならば, 星形成が続いた期間の分だけ鉄/ α 元素組成比の急増を鈍らせ, 観測サンプル数が少ないと図 2.13 のように値に大きな分散が現れることが予想される. この場合, 鉄/ α 元素組成比の急増を確かめる唯一の手段は, できるだけ広い赤方偏移にわたって大量のサンプルを測定することとなる.

そこで TAO 望遠鏡の出番である. TAO は世界で最も高い標高にある望遠鏡であり, 赤外線観測を妨げる水蒸気の影響が小さい. したがって TAO は地上で最も高感度な赤外線望遠鏡と言え, 本研究のような高赤方偏移天体の赤外線分光観測には最適である. 図 2.14 は TAO による高赤方偏移クエーサー観測のシミュレーションである. 分解能は $R = 5,000$, 積分時間は 10,000 秒を仮定している. 図から分かるように, 赤方偏移 10 のクエーサーであっても十分な精度で観測可能である. Mg II 輝線と可視 Fe II 輝線を測定するには静止波長で 2200 – 5100 Å のスペクトルが必要であり, TAO の近赤外線分光観測の波長域は 0.85 – 2.4 μm であることから, 赤方偏移 2.9 – 3.7 のクエーサーの

Fe II/Mg II 輝線強度比は TAO による観測が期待される。また大学所有の望遠鏡である点をいかし、大量の観測時間を用いて他の望遠鏡では真似できないサンプル数を得ることが可能となる。これにより第一世代星の星形成期間のために鈍ってしまった鉄/ α 元素組成比の進化の様子が初めて明らかとなり、「いつ宇宙で最初の星が生まれたのか？」という天文学の最先端の重要課題について重要な情報が得られるだろう。

2.2.3 ダストに埋もれた活動銀河核の探査

近年、遠方宇宙のみならず近傍宇宙においてもダストに埋もれた活動銀河核が存在することが数多くの観測によって示唆されている。例えば超高光度赤外線銀河と呼ばれる大量のダストに埋もれた銀河の中には、その中心部に活動銀河核を有するものもあることがわかってきている (e.g. Sanders & Mirabel 1996, Imanishi et al. 2008)。また硬 X 線やガンマ線の近傍活動銀河核の観測からは、かなりの活動銀河核がダストによる吸収を受けていることも明らかになった (e.g. Maiolino et al. 1998, Risaliti et al. 1999)。さらに活動銀河核の種族存在比モデルに基づくと、宇宙 X 線背景放射を説明するために大量に吸収を受けた埋もれた活動銀河核の存在が予言されている (e.g. Ueda et al. 2003)。

従来の活動銀河核探査は、紫外線および可視の波長域を用いて星より青い天体を探さずに行われてきた。しかしながらその探査では、視線方向からその中心部分が隠されている 2 型活動銀河核、またダストにシステム全体が覆われているような活動銀河核の発見が困難である。このように従来の紫外線可視光の探査が不十分であることは認識されており、電波 (Glikman et al. 2004)・X 線 (Kollatschny et al. 2008)・近赤外線 (Cutri et al. 2002) での探査も行われているが、それぞれの観測手段に固有なバイアスのため埋もれた活動銀河核の完全な探査には程遠い状況である。

そこで中間赤外線の探査がダストによる吸収という問題を克服する有効な手段となる。活動銀河核はその中心核のまわりに存在するダストのトーラスが中心核からの放射により高温に温められており、近・中間赤外線で強く放射を行うことがよく知られている。この近・中間赤外線での放射を検出することでその活動銀河核を探査することができる。実際、Oyabu et al. (2011) では、赤外線天文衛星「あかり」中間赤外線全天サーベイ (Ishihara et al. 2010) の中間赤外線超過天体のフォローアップ観測を進めることで、「あかり」の近赤外線分光 $2.5\text{--}5\mu\text{m}$ と中間赤外線フラックスでしかその活動銀河核の兆候を見せない天体、おそらくダストに深く隠された活動銀河核の検出に成功した。そこで発見された天体の一例を、図 2.15 に示す。現在、近傍宇宙においてもこのような天体は数例しか見つけることができず、統計的な議論を進めるには至っていない。これは、 $2.5\mu\text{m}$ 以上の波長での分光観測の困難さによる。

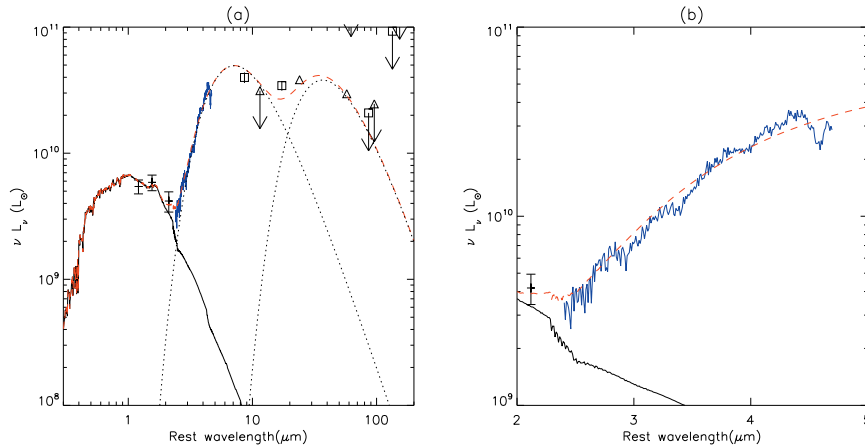


図 2.15: (a) IRAS 01250+2832 のエネルギー分布図. 青線が, あかり近赤外線分光の結果. $\square$ が「あかり」全天サーベイのデータ点, $\triangle$ が IRAS 全天サーベイのデータ点を示す. $+$ は, 2MASS のデータ点. 黒実線は, 橢円銀河のテンプレート. 点線は, 510K と 100K のダストの黒体放射モデルを示す. 赤鎖線は, 橢円銀河のテンプレートとダストの黒体放射モデルで作られたエネルギー分布図. (b) に近赤外線領域の拡大図を示す.

現在「あかり」の中間赤外線全天サーベイに加えて, 米国の Wide-field Infrared Survey Explorer(WISE) (Wright et al. 2010) による中間赤外線の全天サーベイが行われている. これにより, 中間赤外線測光において活動銀河核候補となる天体の抽出が今後進むと考えられている. これらの候補天体の近赤外線分光, とくに L , M バンドでの分光観測は高温のダストからの連続光を直接検出できるため, 活動銀河核の確認には有効な手法となりうる. TAO 望遠鏡では, 赤外線大気吸収率の低さや豊富な観測時間といった独自の利点を生かして, この波長帯における分光観測を安定して遂行することが可能であり, ダストに隠された天体の近傍宇宙での役割, さらに活動銀河核や銀河の進化への役割を明らかにすることができると期待される.

2.2.4 変光現象で探る活動銀河核の構造と進化

活動銀河核の放射は X 線から電波まであらゆる波長にわたっており, これに対応して複雑な内部構造が考えられている. これまでの研究から中心の超巨大質量ブラックホールを取り巻くように降着円盤が存在し, そこからは紫外線～可視光の連続放射が, これをとりまくように分布するガス雲からは紫外線・可視波長域の幅の広い輝線が, さらにこれを取り巻くようにトラス状に分布するダストからは赤外線が放射されると考えられている. これらの構造と放射機構を理解することは銀河内の星間ガスのブラックホールへの質量供給機構, 巨大ブラックホールの起源と成長を解明し, 活動銀河核現象による銀河形成・

進化への影響と活動銀河核と銀河の進化の関係を明らかにするために重要であることは論を待たない。しかし活動銀河核の放射領域のみかけの大きさが極めて小さいため、その内部構造の研究は特別な困難を伴っている。赤外線干渉計によるダストトーラスのサイズ測定や VLBI 電波干渉計による分子ガスディスクの観測など (e.g. Miyoshi et al. 1995; Kishimoto et al. 2011; Tristram & Schartmann 2011) 少数の例外はあるものの、ダストトーラスの内半径は千分の一秒角以下、広幅輝線領域のサイズは 1~10 万分の一秒角、降着円盤にいたっては 100 万分の一秒角程度の大きさであり、巨大望遠鏡であろうとも活動銀河核は点源にしか見えず撮像して詳細に構造を調べることは叶わない。

そこで活動銀河核の一般的な性質の一つである放射強度の時間変動 (すなわち変光現象) を利用して内部構造や放射機構を探るユニークな方法が発展してきた。とくに 1 次放射源 (例えば降着円盤) からの放射を吸収再放射している 2 次放射源 (例えば広幅輝線領域 (BLR) やダストトーラス) があるとき、1 次放射源からの放射 (紫外線可視連続光) の時間変動に続くように 2 次放射源からの放射 (広幅輝線や近赤外線) の時間変動が生じることが期待され、その時間差は 1 次放射源から 2 次放射源までの光速での伝搬時間に相当すると考えられる。この手法は reverberation mapping 呼ばれ、実際このような現象が近傍活動銀河核を中心に観測され (e.g. Wandel, Peterson, & Malkan 1999; Minezaki et al. 2004; 図 2.16), 降着円盤, BLR, ダストトーラス最内部の階層構造や物理状態について新しい知見をもたらしてきた。

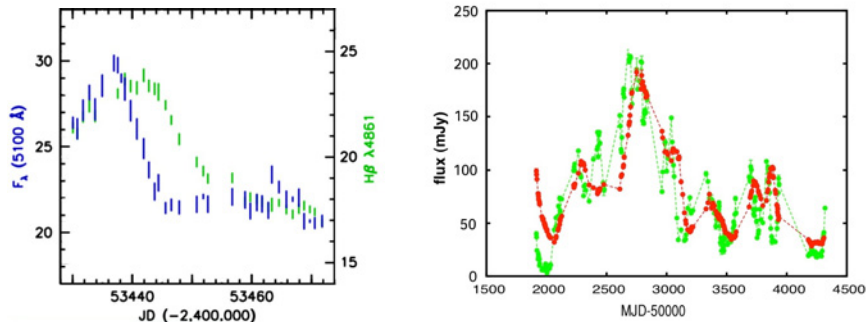


図 2.16: 近傍活動銀河核 NGC4151 の光度曲線。左図: BLR reverberation mapping の観測例 (Bentz et al. 2006 より作成)。青棒は可視連続放射の 5100Å でのフラックス, 緑棒は H β 広幅輝線のフラックス。可視連続放射に対して H β 輝線の変動が ~ 7 日ほど遅れており、これは BLR 半径が ~ 0.006 pc に相当する。BLR 半径と H β 輝線幅から中心のブラックホールの質量は $\sim 4.6 \times 10^7 M_{\odot}$ と見積もられた。右図: dust reverberation mapping の観測例 (Koshida et al. 2009 より作成)。緑点は可視連続放射 (V バンド) のフラックス, 赤点は近赤外線放射 (K バンド) のフラックス。V バンドフラックスに対して K バンドフラックスの変動が 30-70 日程度遅れており、時期により遅延時間も変動している。これはダストトーラスの内半径が $\sim 0.03 - 0.06$ pc のあいだで時間変化していることを意味している。

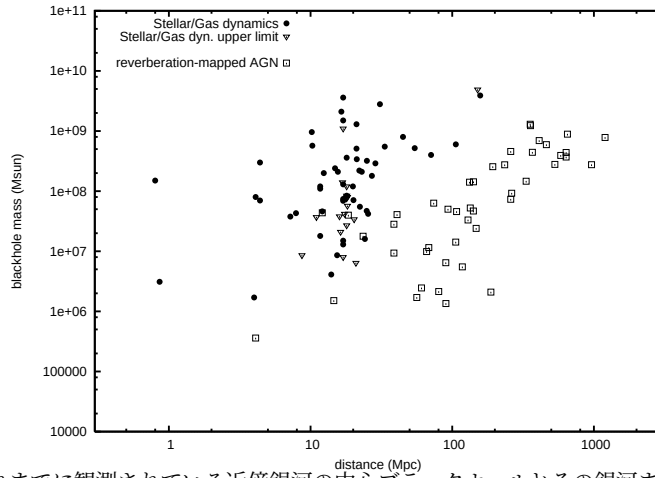


図 2.17: これまでに観測されている近傍銀河の中心ブラックホールとその銀河までの距離. 黒丸は高分解能撮像分光により星あるいはガスの速度場から中心ブラックホールの質量が求められた銀河, 白三角はその上限値. これらの天体は活動銀河核とは限らない. 白丸は reverberation mapping 観測によって中心のブラックホール質量が求められた銀河 (活動銀河核). 巨大望遠鏡による高分解能観測を行わなくても reverberation mapping 観測のほうがより遠方かつ小質量の銀河中心ブラックホールの質量を測定できるが, 中小口径望遠鏡での限界も迎つつある.

なかでも BLR の reverberation mapping は特別な重要性をもつ. 広幅輝線の幅は BLR 中のガス雲の速度場を反映しており, それは活動銀河核中心の巨大質量ブラックホールによって支配されていると考えられている. そこで reverberation mapping でもとめた中心から BLR までの距離 (半径) と広幅輝線幅 (速度) から中心ブラックホールの質量を観測的に求めることができる. これまで 40–50 個の活動銀河核についてこの手法に基づいてブラックホール質量が求められている. さらに BLR 半径は活動銀河核の降着円盤放射の光度に相関していることが明らかになっており, この相関を利用して活動銀河核光度から BLR 半径を求め広幅輝線幅と合わせて 2 次的にブラックホール質量を求めることができる. この方法は長期のモニター観測を必要としない点で有利であり, 大規模サーベイ観測から得られた大量の活動銀河核サンプルについての統計的な議論に応用されることが多い.

活動銀河核の変光を利用した研究, とくに reverberation mapping 観測は長期間のモニター観測が必要なため, 観測時間に余裕がある小口径の望遠鏡が利用されてきた (図 2.17). しかし今後, 遠方の暗い活動銀河核や活動銀河核としては小さい質量のブラックホール ($M_{\text{BH}} < 10^6 M_{\odot}$) を持つ天体の観測に観測を広げ, また広幅輝線を速度分解して BLR のガス雲の運動を探るなど研究を進めていくためには, 高空間分解能 (シーイング)・大口径望遠鏡による高感度のモニター観測が必要となる. そこで TAO 望遠鏡であ

る。TAO 望遠鏡はその大口径, 良好な観測条件もさることながら, 大学望遠鏡として柔軟な観測時間運用が可能であり, 変光の速い低光度活動銀河核の密なモニター観測にも変光がゆっくりな遠方大光度活動銀河核の長期モニター観測にも対応が可能である。大口径望遠鏡でこのような柔軟な望遠鏡時間運用が可能な施設は他になく, TAO 望遠鏡によるモニター観測によって活動銀河核の構造, 銀河中心部のブラックホール成長と活動銀河核・母銀河の進化について独自の重要な貢献が期待できる。

2.2.5 近赤外超新星サーベイ

現在, 小中望遠鏡による大規模な突発現象・超新星サーベイ観測が世界中で行われている。また, すばる HSC によるサーベイが 2012 年度から予定されており, 2020 年には LSST による大型サーベイが計画されている。このように可視域においては大型のサーベイ計画が進行・計画中であるが, 近赤外におけるサーベイはまだ未開拓の領域である。可視サーベイの延長としての, Ia 型超新星による宇宙論や新種の突発現象発見を目指した銀河団サーベイあるいはフィールド・サーベイも興味ある研究であるが, ここでは特に近赤外ならではのサーベイ計画について述べる。

星形成銀河における超新星頻度と異なる環境での超新星の性質

近傍の LIRG (Luminous InfraRed Galaxy), ULIRG (Ultra Luminous InfraRed Galaxy) で発生する超新星のサーベイ研究を提案する。これらは爆発的に星形成を起こしている銀河であり, 高赤方偏移に行くに従い星生成の大部分を担う銀河である。星形成に伴う大量の塵で覆われているため, これらの銀河で発生した超新星は可視サーベイ観測では発見できない。超新星の頻度研究においては, これらの‘塵に隠された’超新星の数を補正する必要がある, これは単純化された予測にもとづいて行われている Mannucci et al. 2007. LIRG, ULIRG が星形成の大部分を担う高赤方偏移においては非常に大きな不定性がある。これは, 近傍の LIRG, ULIRG で発生する超新星を直接検出することで解決する。また, 活発な星形成領域においては初期質量関数等の物理状況が異なる可能性もあり, 可視とは異なる頻度で異なる性質の超新星が発生するかもしれない。

特に銀河中心付近の明るい部分で超新星発生率が大きくなるため, 銀河中心から超新星を分解する空間解像度が要求される (図 2.18)。したがって, 大口径望遠鏡での AO 観測が必要とされ, TAO に非常に適した観測計画となる。

現在まで, Gemini, VLT により数か月に一回程度の頻度での AO を用いたサーベイが行われており, 数個の超新星が報告されている (Mattila et al. 2007)。しかし, これらは 1-2 カ月で暗くなってしまう通常の超新星を発見できず, かつその追観測の粗さから超新星のタイプ分類もできていない (図 2.19)。TAO において, 例えば 30 銀河を一カ月ごと

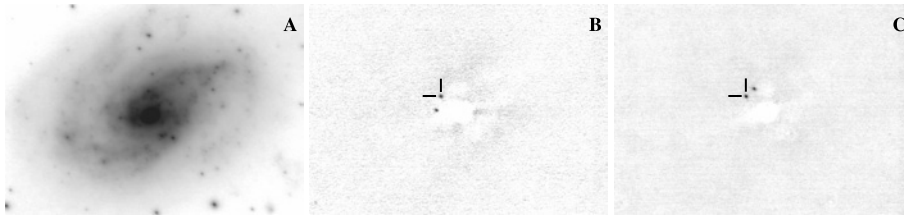


図 2.18: IRAS18293-3413 で発見された超新星 SN2004ip (Mattila et al. 2007). (A) は元の画像, (B, C) は銀河からの光を差し引いた画像 (B, C は異なる時刻での観測). 超新星 (マーク) は銀河中心から約 $1''$ の距離で発生した. 観測は VLT/NACO による.

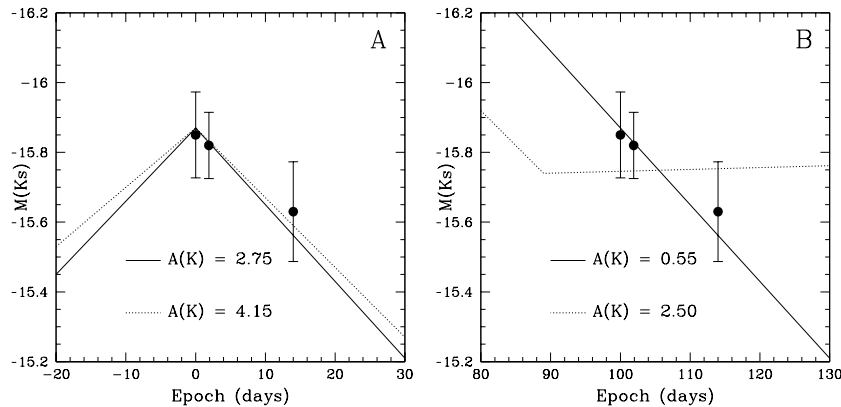


図 2.19: 超新星 SN2004ip の光度曲線 (Mattila et al. 2007). (A, B) はそれぞれ別のタイプの超新星の光度曲線と比較した図. 非常に粗い光度曲線しか得られていないため, 超新星のタイプ, 性質等は特定されていない. そのため, 頻度等の研究も大きな不定性がある. TAO では 5 日以下の頻度で密に光度曲線をサンプルすることを提案する.

にサーベイすれば, 年間のべ 60 時間程度で 10 個程度の超新星が発見されることが期待される. さらに発見された超新星については 5 日程度ごとに追測光観測を行うことで, 超新星の分類や物理的性質を抑え, 正確な頻度計算も可能になる. サーベイと合わせて年間のべ 10 晩程度で可能な観測計画であり, これにより超新星頻度や星形成領域での超新星の性質の研究が飛躍的に発展することが期待される.

2.2.6 近傍超新星の測光・分光観測

近赤外における超新星の振る舞いはまだ未開拓の領域である. Ia 型超新星については, 宇宙論への応用の必要から近赤外光度曲線が得られ始めているが, スペクトルに関しては時間的に連続した分光観測はまだほとんどなされていない. Ia 型超新星による宇宙論パ

ラメータ測定精度は近赤外の方が可視よりも良いことがいわれており、今後高赤方偏移での観測が期待されるが、このためには K-correction 等に用いる template としての近傍超新星スペクトルのデータが不可欠である。重力崩壊型超新星の測光・分光 template は近赤外サーベイによる頻度研究等のインプットとしても重要である。さらに、スペクトル・光度曲線の解析そのものが、個々の超新星の性質、星の進化、爆発機構に迫る上で非常に重要である。以下、近赤外スペクトルを用いた爆発機構の解明に焦点を絞って述べる。

Ia 型超新星の組成分析：親星と爆発のメカニズムに迫る

超新星は爆発した後およそ 30 日間にわたり吸収線スペクトルをもち、その吸収線の分析から、超新星爆発により放出された元素の組成を明らかにすることができる。

Ia 型超新星は宇宙における距離指標として用いられているが、その親星である白色矮星の進化や、爆発のメカニズムは未だ解明されていない。これまで多数の Ia 型超新星の分光観測が行われてきたが、ほとんどの観測は可視光で行われてきた。可視光の分光からは、爆発時に合成されたケイ素、鉄の放出量や分布がよく調べられている。

一方で、親星の情報を残し、爆発のメカニズムに敏感なのは、最外層に存在する炭素、酸素、マグネシウムである。例えば、爆発が強い場合（爆轟波）は炭素が残らず、酸素、マグネシウムが大量に存在し、爆発が弱い場合（爆燃波）は比較的多くの炭素が残ると予想される。炭素と酸素の吸収線は可視光領域に存在するが、酸素は親星にも含まれ、さらに爆発時にも合成されるため、炭素、酸素燃焼の結果であるマグネシウムの存在量と分布を同時に調べることが非常に重要である。

しかし、可視光領域では、マグネシウムの吸収線 (Mg II 4481) は他の吸収線とブレンドしており、この 3 元素の関係を明らかにすることができなかった。近赤外領域では、他の吸収線とブレンドしていない Mg II の非常に強いライン (Mg II 10927) があり (図 2.20, 黒線)、このラインと、可視光の C II 6578, O I 7773 を同時に観測することで、Ia 型超新星の最外層の元素組成をマッピングすることができる。

Ia 型超新星の近赤外線分光はこれまでも 3–4m 級以上の望遠鏡を用いれば可能であったが Marion et al. 2009, 時間的制約のためほとんどなされてこなかった。さらに、酸素、炭素、マグネシウムは爆発の最外層のみに存在しており、爆発直後の分光観測と、それに引き続く密な観測が必要不可欠である。これらの困難を、時間的に連続した近赤外線分光を行うことできる TAO によりすべて克服することで、Ia 型超新星の親星と爆発のメカニズムに迫ることができる。

Ibc 型超新星の組成分析：ガンマ線バーストの親星に迫る

重力崩壊型超新星は大質量星が進化の最期に起こす爆発である。可視光スペクトルに水素が見られず、ヘリウムが見られるものが Ib 型、水素もヘリウムも見えないものが Ic

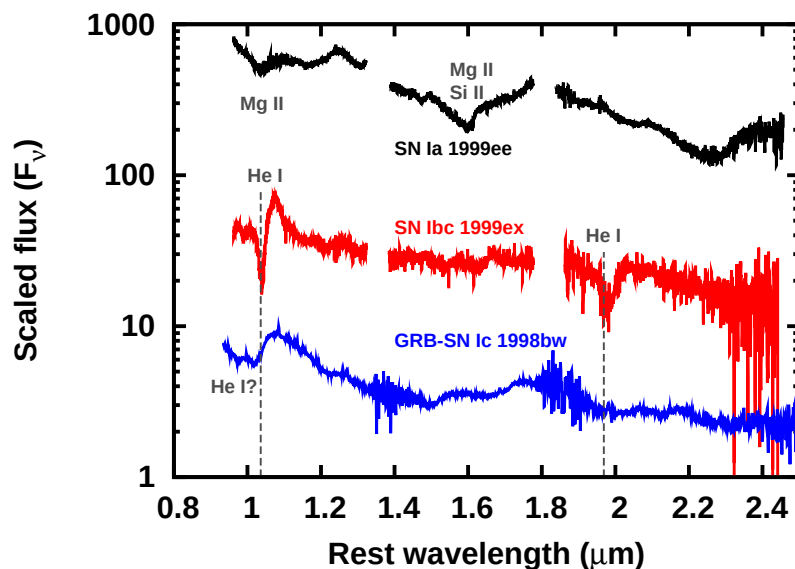


図 2.20: 超新星の近赤外スペクトル (データは Patat et al. 2001, Hamuy et al. 2002 より). Ia 型超新星 (黒線) では、近赤外線領域のスペクトルにより、可視光ではブレンドが激しい Mg II の吸収線を観測できる. Ibc 型超新星 (赤線) では、ヘリウムの有無を近赤外線スペクトルで判定できる. ガンマ線バーストに付随した超新星 (青線) がヘリウムをもつかもわからない. 破線は $13,000 \text{ km s}^{-1}$ の速度でブルーシフトした He I の波長位置.

型と分類されている. これらはそれぞれ、親星が水素層を失って爆発した (Ib 型), もしくは、水素層もヘリウム層も失って爆発した (Ic 型) と解釈されている. これまでガンマ線バーストに付随して発見された超新星はすべて Ic 型超新星である.

ガンマ線バーストを起こすには、親星の高速回転が必要であると考えられている. しかし、ヘリウム層まで失うような激しい質量放出が起きると、回転が遅くなってしまうことが予想されるため、ガンマ線バーストに至る親星の進化経路には確固たる理論がない.

これまで Ibc 型超新星の近赤外線分光は 5 天体程度しか行われていないが、赤外線領域ではヘリウムの吸収線 (He I 10830, 20581) が強く、可視光では同定が難しい場合でも、赤外線では明らかに検出される場合がある (図 2.20, 赤線). しかも、GRB 980425 に付随した超新星 SN 1998bw (青線) にもヘリウムの吸収線があるかもしれず Patat et al. 2001, もしこれが本当ならば、ガンマ線バーストの親星の進化経路に重要な制限を与えるものである.

このような観測には比較的短時間の観測を何夜も行う必要があり、既存の大望遠鏡では実現が難しい. TAO によって初めてガンマ線バースト天体を含めた Ibc 型超新星の系統的な赤外線分光観測を行うことで、ガンマ線バーストの親星に迫ることができる.

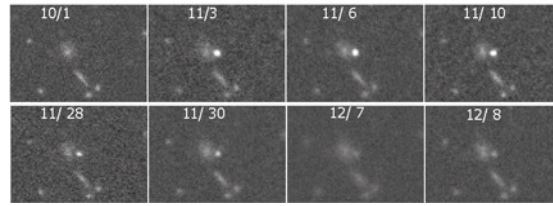


図 2.21: Ia 型超新星 SN2002kp ($z = 0.928$) の明るさが変化する様子. すばる望遠鏡主焦点カメラ Suprime-Cam による可視 i' バンドの撮像例. 2002 年 10 月 1 日 (左上) にはほとんど見えなかった超新星が約 1 ヶ月後に明るくなり, また暗くなっていく様子がわかる.

2.2.7 Ia 型超新星による宇宙膨張測定

ダークエネルギーの性質を調べるために, 有効な手法として, Ia 型超新星, バリオン音響振動, 銀河団個数, 弱重力レンズの 4 つが主に考えられている. この中で, Ia 型超新星の観測は純粋に幾何学的に宇宙の膨張史を測定することができ, 宇宙の加速膨張を始めて直接検出した (Perlmutter et al. 1999; Schmidt et al. 1998; 土居 2004). Ia 型超新星の最大光度は -19 等前後とほぼ銀河 1 個分に匹敵するくらい明るいいため, 遠方 ($z \sim 1.5$) まで観測することが可能であり, また減光の速さ (あるいは光度曲線の幅) を使って絶対光度の補正を行うと, 10% 程度の分散で明るさを標準化することができる. 近傍と遠方の Ia 型超新星の明るさを比較することで, 宇宙の幾何学的な構造を測定することが可能になる. 世界では, 宇宙の加速膨張の発見を受けて, 様々な超新星サーベイが実行された. 比較的小型の望遠鏡による近傍の超新星サーベイ (SN Factory, SDSS), 4m 級望遠鏡による中程度の赤方偏移 ($z = 0.2-0.8$) をカバーするサーベイ (ESSENCE, SNLS), ハッブル宇宙望遠鏡や 8–10m 級望遠鏡による, 最も遠い赤方偏移 ($z = 0.8-1.6$) を狙ったサーベイ (SCP, High- z) がある. これらのサーベイの大部分はすでに観測が終わっており, 解析結果の報告を待つ状態となっている. 現在実行中, あるいは, 近年開始予定のサーベイとしては, Pan-STARRS, DES, HSC などによる超新星サーベイ, さらに将来的には LSST によるサーベイが計画されている. これらのサーベイによって, $z < 1$ の赤方偏移では数百から数千個の Ia 型超新星が観測される. TAO は, その高い赤外線性能から, ダークエネルギーの時間変化を調べるのに重要なより遠方の超新星観測に寄与するのが望ましいと考えられる.

遠い超新星観測を用いた宇宙膨張測定においては, 実は超新星の候補を発見するのはさして困難なことではない. 例えばすばる望遠鏡の主焦点カメラ Suprime-Cam を用いると, 同時に多数の銀河を観測できるため, 一晩に数十個の超新星候補を発見することができる. さらに, Suprime-Cam の後継機である HSC では一晩に 100 個程度の候補天体

が発見されると期待される。しかし、この数十個の候補を精密に観測し、精度良い宇宙膨張測定を行うのは容易なことではない。ダークエネルギーの時間変化のような精密測定を行うには、発見のあとの精密な追加観測が重要である。追加観測には2種類が必要で、一つは超新星の型と赤方偏移を決める分光観測、他の一つは超新星の明るさおよびカラーの変化を精密に測定し、標準化された明るさを得るための追加測光観測である。TAO 望遠鏡は高い赤外線性能のため、これらの追加観測において大いに威力を発揮すると考えられる。

分光観測の役割は、変光天体が Ia 型超新星であることを確認した上で、赤方偏移を測定することである。超新星のタイプの決定については、光度曲線の形状やカラーから統計的には分類可能であるが、宇宙論では直接超新星のスペクトルからタイプが決定された超新星だけを使うことが多い。赤方偏移については、超新星が発生した母銀河の分光を行なって決定することもできるが、偶然同じ視線上に赤方偏移の異なる銀河が存在する可能性を排除するためにも超新星のスペクトルが観測されることが望ましい。光学望遠鏡による分光観測で超新星自身のスペクトルが得られる例は、これまでのところ $z = 1.3$ 程度までである (Riess et al. 2004; Lidman et al. 2005; Morokuma et al. 2010)。これは地上望遠鏡の場合、赤方偏移によって、重要な観測波長帯が夜光の強い $1\mu\text{m}$ 弱の波長域に移動してくるため、背景雑音が効いて遠方の暗い超新星の観測が困難となること、また HST では集光力が不足しがちで、かつ、現在の装置では、あまり高い波長分解能の観測は行えないことなどによる。

TAO 望遠鏡においては、シャープな星像により暗い超新星の測定を可能にするアダプティブ・オプティックス (AO) を使うことにより、I バンドから J バンドにかけてのシャープな結像性能を実現し、もっとも遠い超新星の分光を可能とする。概算によると 3 時間の積分で、 $z = 1.5$ の超新星のスペクトルも、必要な質で得ることができる。撮像で発見する候補のすべてを分光観測することはおそらく難しいが、超新星候補の色と光度曲線の情報を、分光観測の行われた超新星を使って較正し、撮像情報から超新星の型を決めることもできると思われる。

分光観測とともに必要となるのは、明るさの時間変化 (光度曲線) を調べる追加測光観測である。Ia 型超新星の場合には、真の明るさの明るい超新星ほどゆっくり暗くなることが知られている。この関係を補正すれば、明るさの分散は 10–15% 程度となり、良い標準光源となる。現在までのところ、地上望遠鏡では $z = 1.2$ 程度までの光度曲線が得られているが (Yasuda et al. 2004)、それを越える赤方偏移では、ハッブル宇宙望遠鏡によってのみ光度曲線が得られている。 $z > 1$ の超新星については可視光域の観測バンドは超新星の静止系の紫外線域あるいはより短い波長に対応する。紫外線域の超新星の明るさについては可視光域に比べて超新星の個性がより大きいと考えられており、標準的な明るさを得るには適していない。また、波長が短いほどダストによる吸収を大きく受けることにな

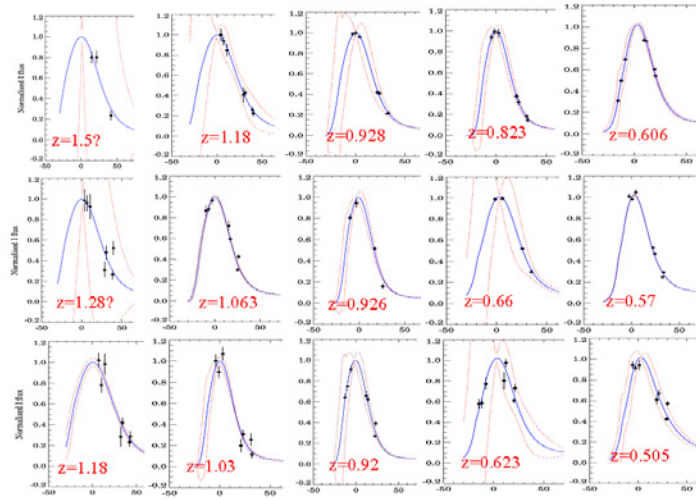


図 2.22: すばる望遠鏡で得られた可視の i' バンドでの遠方の超新星の光度曲線 (明るさの時間変化) の例.

るので、超新星の静止系で可視光域に相当する赤外線域での観測が必要になる。TAO では AO を使った観測により、 $z = 1.5$ の超新星の静止系で可視のバンドの光度曲線を得ることができる。AO は特に赤外線域で性能も高く、背景光による雑音を大幅に軽減できる。AO の性能にもよるが、概算では 20 分で一個の追加測光が可能となる。一個の超新星に対し、2 色、5 回以上の測光観測を行えば、十分な測定精度が得られる。

全体としてはすばる望遠鏡の広視野観測 (可視の光度曲線を得るための観測を含む) 12 日, TAO による AO 分光観測 12 日, AO 撮像観測 25 日の規模で、 $z = 0.8$ を超える超新星 100 個の測定が可能となる。これは現在までに見つかっている遠方の超新星の数を一桁増やし、赤方偏移ごとに調べる必要のあるダークエネルギーの変化の有無において、もっとも遠方で高精度の値を与えるものと期待できる。

しかしながら、近未来の Ia 型超新星静止系可視光での観測における宇宙モデルの決定においては、やがて統計誤差ではなく系統誤差が効いてくる。これは可視光では超新星周辺や母銀河の塵による減光量が比較的大きく、観測される超新星の色の情報を用いても高い精度での減光量の推定は難しいためである。そこで有望視されているのが、静止系近赤外線波長における Ia 型超新星の精密測光観測である。 H バンドにおける減光量は V バンドの約 5% であり (Calzetti et al. 2000), また H バンドでは光度曲線の暗くなる速さや幅の補正を行わなくとも明るさのばらつきは 15% 程度であるとわかってきた (Wood-Vasey et al. 2008)。したがって H バンドで Ia 型超新星の観測を行うと系統誤

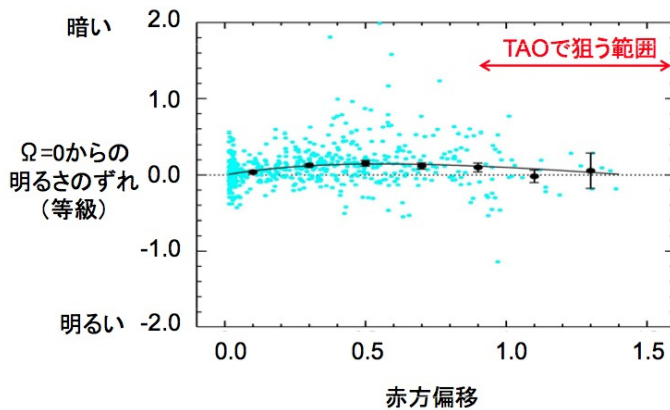


図 2.23: 論文発表された Ia 型超新星の明るさと赤方偏移の図 (Suzuki et al. 2011 より作成). 実線は平坦な宇宙でダークエネルギー 73%, 物質 27% の場合の予想. 高赤方偏移のものはまだ 20 個程度にすぎないが, TAO ではすばる望遠鏡等と協力することにより, 赤矢印で示された赤方偏移に 100 個以上の観測点が期待できる.

差を桁で減らすことができる. しかしながら宇宙論モデルの決定に用いるためには, 様々な赤方偏移に出現する Ia 型超新星に対して静止系 H バンドでの明るさを精密に決定してやる (K 補正を行ってやる) 必要があり, そのためには, Ia 型超新星の近赤外線波長域の広い範囲スペクトルが爆発後様々な時刻において, 標準化されている必要がある.

TAO 望遠鏡は, 近赤外線波長域で 95% 開いた広い大気の窓を活かし, 多くの Ia 型超新星の近赤外線スペクトルデータベースを作成し, 標準化することができる. 現在米国では WFIRST, ヨーロッパでは EUCLID といったダークエネルギーを調べるための衛星望遠鏡が検討され, また地上でも 30m 級望遠鏡が活躍する時代が近づいている. これらはいずれも 1 兆円規模の計画であるが, 超新星宇宙論で活躍をするためには, TAO 望遠鏡などの活躍による近赤外線スペクトルデータベースが不可欠なものとなる.

2.2.8 活動銀河核の変光観測による宇宙膨張測定

Ia 型超新星のように, 絶対光度が銀河以上に明るくかつ見かけの明るさによらない観測量で絶対光度を見積もることができる天体であれば, Ia 型超新星と同様に近傍から遠方までその種の天体の光度距離を測定することにより, 宇宙の幾何学的な構造を求めることが可能になる. 超新星の進化効果の影響など距離測定手法に内包する系統的誤差の影響を見積もるためにも, 異なる原理に基づいた手法による独立した測定は重要である.

こういった観点に基づく, 活動銀河核もまた宇宙膨張の測定に適した天体である. これまでの reverberation mapping の観測から活動銀河核の BLR 半径およびダストー

ラス内半径は降着円盤放射の絶対光度の 0.5 乗に比例することが観測的に明らかになってきた (Minezaki et al. 2004; Suganuma et al. 2006; Bentz et al. 2009; 図 2.24). これらの相関にはそれぞれ理論的根拠があり, BLR 半径については, 輝線ガス雲の密度や組成が一定であればその電離状態は基本的に BLR に入射する降着円盤からの電離紫外線フラックスに依存すると考えられること (cf. Horne, Korista, & Goad 2003), いっぽうダストトーラス内半径については, トーラス中のダストの温度はダストに入射する降着円盤放射と赤外線による再放射との放射平衡によって決まり, 高温になったダストの昇華によってダストトーラス内縁が形成されていると考えられ, ダスト昇華温度が一定 (昇華温度はダストの組成によるが強い輻射場において最も高温にまで耐えられるダストがトーラス最内縁で生き残る) であることである. したがって reverberation mapping の観測により降着円盤放射に対する広幅輝線あるいは近赤外線の遅延時間を測定し, そこから降着円盤放射の絶対光度を求め, 見かけの明るさと比較することで光度距離を測定することができる.

とくに dust reverberation 現象を利用する手法は, ダスト昇華温度という物性に依存する量が近傍宇宙でも遠方宇宙でも変化しないという理論的根拠が明らかなものであり, 東京大学を中心とするグループが独自に提唱・探求してきた (Yoshii 2002). 約 8 年間の

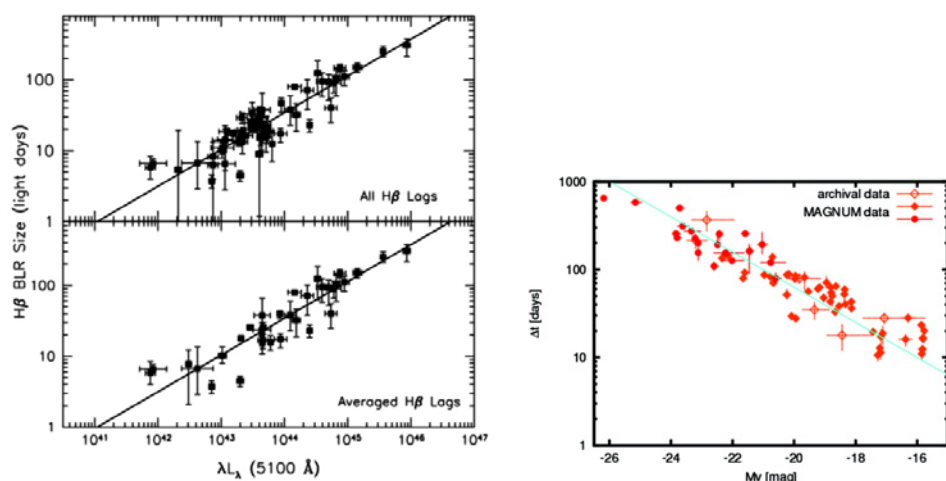


図 2.24: 活動銀河核光度と, 可視変光から H β 輝線フラックス変動 (左図; Bentz et al. 2009) および近赤外線変光 (右図; Sugawara et al. in prep.) までの遅延時間との関係. 明るい活動銀河核ほど遅延時間が大きく, 遅延時間は両者ともに光度の平方根にほぼ比例している. 左図の上のパネルは全ての reverberation mapping の測定を示したもの, 下のパネルは 1 つの活動銀河核に複数回の測定があった場合にはその平均をとって, 活動銀河核ごとに示したもの. 右図の白抜き赤丸は MAGNUM 以前の観測データ, 赤菱形, 赤丸は MAGNUM による観測結果である. MAGNUM により dust reverberation 観測が大きく進展したことがわかる.

運用を続けてきた東大 MAGNUM 2m 望遠鏡によるモニター観測の結果、数十個の活動銀河核で dust reverberation 現象を確認し、これらから光度と遅延時間の相関関係を観測的に明らかにした。さらにモニター観測から得られたダスト内縁部の構造や物理状態についての最新のパラメータ値をダストモデルに導入し測定された可視近赤外線遅延時間を用いて降着円盤光度を計算し光度距離を求めた結果、ハッブル定数 $H_0 \sim 79 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ という値を得ている。さらに今後、ダストモデルや観測データの解析手法にさらなる改良も期待できる。

また降着円盤放射自体の変光を利用しても同様の手法が可能である。活動銀河核の数日程度の短いタイムスケールの変光現象において、X 線放射の変光に遅れて紫外線可視連続放射が変光し、また紫外線可視連続放射において短波長の変光に長波長の変光が追従する現象がいくつかの天体において観測されている (e.g. Collier et al. 1999; Sergeev et al. 2005; Minezaki et al. 2006)。これはブラックホール近傍の放射源からの X 線が降着円盤を照らして紫外線可視波長域で再放射するためと解釈されており、これによればその遅延時間は降着円盤のサイズを示すことになる。標準的な降着円盤モデルを使えば降着円盤サイズからその光度を見積もることができる。実際、Collier et al. 1999 では近傍セイファート銀河 NGC 7469 の紫外線可視多波長観測から $H_0 \sim 49 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ という値が求められまた Cackett, Horne, & Winkler 2007 では 14 個の近傍活動銀河核の可視多波長観測から $H_0 \sim 45 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ という値が求められている。

以上に述べたような、宇宙論的な距離にある多数の活動銀河核を高精度に観測するためには、優れた観測条件下での大口径望遠鏡が必要となってくるだろう。いっぽうで前述のように活動銀河核の変光観測には柔軟な望遠鏡時間運用が重要である。TAO 望遠鏡は大口径かつ大学望遠鏡として柔軟な運用が可能であり、これによって複数の独自の手法によって宇宙膨張を検証することが期待できる。

2.2.9 その他の宇宙論的な観測

2.2.9.1 重力レンズ

重力レンズによる宇宙論パラメータの測定方法には、大きく分けて弱レンズによる像のゆがみの統計と、強レンズによるクェーサーなどの多重像の統計がある (Oguri et al. 2008, Inada et al. 2010)。前者は可視光の広視野観測でほぼ十分であり、すばる望遠鏡の HSC などで行うのが最適である。一方、クェーサーのレンズの統計は、さらに多くのクェーサーを発見していくことが第一歩となる。既存の、あるいはこれから進む可視光広視野サーベイに加えて TAO 望遠鏡によって近赤外線 J バンドなどの広視野撮像サーベイを行うことは、クェーサー候補を新たに見つけていく上で重要である。同時に褐色矮星など

の研究を進めることにもつながる。さらにクェーサーであることを確認する分光をしていくことも、比較的大きな集光力と望遠鏡時間を必要としており、TAO 望遠鏡によって進めることが効果的な観測の一つである。

2.2.9.2 銀河団

銀河団の計数も宇宙モデルに制限を与える上で重要な量である。銀河団の候補は、可視光から近赤外線にかけての多色あるいは狭帯域観測をあわせた広視野サーベイが有力な探査方法の一つである。TAO 望遠鏡では近赤外線の撮像、特に SWIMS では狭帯域フィルターを多数搭載する予定であり、遠方銀河団の発見と測光に威力を発揮できる。多数の銀河団メンバーの赤方偏移の測定においても SWIMS などの分光が活躍する。銀河団についての研究はすでに記したとおりであるが、計数は宇宙構造形成と比較することにより、宇宙モデルへの制限をあたえることができる。

2.2.9.3 遠方銀河・クェーサーと宇宙再電離

既に記したように、TAO 望遠鏡では近赤外線広視野撮像などを行うことにより高赤方偏移銀河を多数発見・測定していくことができる。光度関数の赤方偏移依存性などを調べることにより、宇宙再電離の時期に制限を与えることができる。遠方のクェーサー探査についても同様である。TAO 望遠鏡で候補を見つけ、TMT や JWST などによって詳しく調べるなどして、ダークエネルギー・ダークマターに加えて宇宙論における 3 つめの暗黒、暗黒時代の天体形成の解明に貢献できる。

クェーサーの研究はまた、高赤方偏移クェーサーの Fe/Mg 組成比を測定して、星生成史、に制限を与えることができる。さらに遠方超新星の出現率などと比べることにより、宇宙モデルへの制限を与えることも可能となる可能性がある。また一様密度の状態から質量が集積されて最初の大質量天体 (クェーサー) が形成されるまでの時間、最初の星の形成時期など、宇宙論や銀河形成論の核心となる部分の解明にも貢献できる。特に赤方偏移の隙間がほとんどなく組成比を調べることができることが TAO 望遠鏡の特長である。

惑星物質の進化

2.3 系外惑星・星惑星系形成

近年太陽系以外の惑星系（系外惑星）が盛んに発見されており、2011 年 8 月現在 500 個を超える系外惑星が見つかっている。これらの軌道やサイズ、惑星組成や大気の組成を研究することは惑星系の進化や多様性の理解、ひいては生命の起源にも迫る研究分野である。系外惑星の形成以前は主系列星に至る前の前主系列星とこれを取り囲む原始惑星系円盤からなる系が形成され進化していく。その進化過程の理解も天文学の重要課題であり、どのような質量の星がどの程度生まれ進化していくのか、原始惑星系円盤内部で惑星がどのように形成されるのかなどの調査が進められている。

§2.3.1, 2.3.2 では TAO を用いた系外惑星研究の可能性について、§2.3.3, §2.3.4 では星惑星系形成に関する研究の可能性について述べる。

2.3.1 トランジット観測による系外惑星の性質解明

トランジットとは、惑星などが恒星（主星）の手前を横切ることにより周期的に主星の明るさが暗くなる現象のことを言う。この現象が起こるためには惑星軌道面に沿った方向に観測者がいるという偶然が必要であるが、他の観測手法では得られない惑星の直径を正確に測定できるという大きなメリットがある。また、惑星に大気がある場合には、主星の光のごく一部は惑星大気を透過してくる。従って、観測は容易ではないが、惑星大気の情報も得ることが可能である（図 2.25）。

トランジットによる惑星の研究には、まずトランジットを起こす惑星を見つけなければならないが、これには、広視野で数多くの天体を対象とすることが必要で、TAO のような大口径の望遠鏡には適さない。TAO 望遠鏡では、発見されたトランジット惑星の性質、特に惑星大気の性質を解明するためにトランジット現象の詳細な観測を行う。

2.3.1.1 M 型主星の海王星型・超地球型惑星の大気

初期の系外惑星探査は、太陽系との類似性から太陽型の主星に対して行われることが多かったが、最近では、質量の軽い M 型星が惑星探査の新しいターゲットとなっている。これは、視線速度法の場合には、主星の質量が軽いと、より軽い惑星の検出が可能になることや、トランジット法の場合には、主星の直径が小さいとより直径の小さい惑星が検出可能となるためである。このことにより、これまでは主に木星型惑星が研究対象になることが

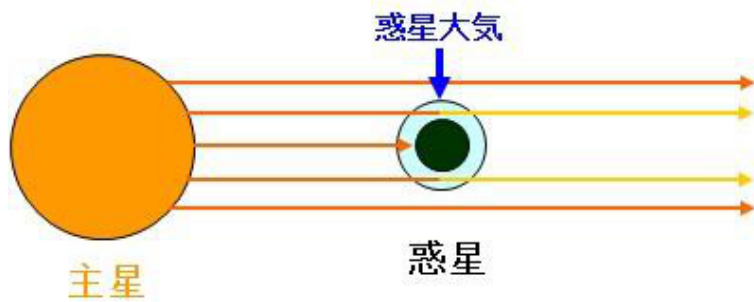


図 2.25: トランジット時の星スペクトルは惑星大気を透過する成分を持つ

ほとんどであったが、M 型星を軌道周回する海王星型惑星や超地球型惑星（質量が 2-10 地球質量の惑星）が今後多数発見されてくると期待できる。TAO ではこのような惑星の特に大気の性質を解明するのが目的となる。ここで注意が必要なのは Kepler 衛星により発見されている 1000 を越えるトランジット惑星である。これらは狭い領域の星を長期的にモニターしてトランジット現象を見つけられたもので、一般的に主星が暗く、トランジットの減光量も非常に小さいために、(少なくとも) 地上からの追観測は困難な惑星である。従って TAO がターゲットにするのは、M 型星のトランジット惑星探しに特化した MEarth プロジェクトや今後のサーベイ衛星により発見されるであろう明るい主星に付随したトランジット惑星である。

これらのなかで最も興味深い研究対象は Super Earth（地球よりは質量が大きい主成分が岩石である可能性のある惑星）の大気であろう。原始惑星の質量が 10 地球質量を超えると原始惑星系円盤ガスを大量に降着してしまいガス惑星となる可能性が高いのに対して、10 地球質量以下であると岩石や氷が主成分である可能性が高くなる。しかし、本当に岩石惑星かどうかの判断は質量だけでは不十分である。トランジット観測により惑星半径も知ることができるが、大気も含めた組成の解には縮退があり一意的には決めることができない場合がある。そこで、トランジット時の分光観測（もしくは狭・中帯域撮像観測）によって惑星大気の組成に制限を付けてやる必要がある。

このようなトランジット惑星は、2011 年 7 月現在 2 天体が発見されている。最初に CoRoT 衛星により発見された CoRoT-7b (Leger et al. 2009) は、太陽型星を 0.8 日という短い周期で周回する Hot Super Earth で、表面温度は 2000K 程度であると考えられている。質量は 4.8 地球質量、半径は 1.68 地球半径で主成分は岩石であることは確実であるが、厚い大気を持つ可能性も否定されていない。もう一つは MEarth プロジェクトで発見された GJ1214b (Charbonneau et al. 2009) で、質量は 6.6 地球質量、半径は 2.7 地球半径とやはり主成分は岩石であると考えられている。こちらも軌道周期は 1.6 日と短い

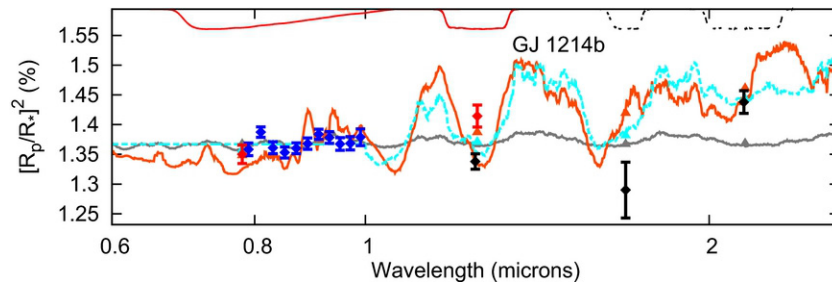


図 2.26: GJ1214b のモデル大気の予想スペクトルと観測データ (Croll et al. 2011). 灰色点線: 水蒸気主成分大気, オレンジ実線・水色破線: 水素主成分大気

が, M 型星を周回しているので, 期待される平衡温度は 400-500K とハビタブル (生命が発生・維持可能とされる環境) に近い状態にある. この惑星に対しては地上と Spitzer から近赤外線の追観測が行われ (Bean et al. 2010; Desert et al. 2011; Croll et al. 2011), その大気組成についての議論がなされている (図 2.26) が, 木星型惑星や海王星型惑星のような水素を主成分とする大気であるか, 地球型に近い大気であるかについて議論が分かれている. TAO 望遠鏡のすばらしい観測条件に加えてトランジット観測に最適な観測手法を開発することにより, これらの惑星と今後発見されるであろう岩石惑星候補の大気についての議論に決着を付けることができるであろう. これにより, 岩石 (地球型) 惑星の形成過程とその進化の理解に重要な手がかりを得ることができるでと期待される.

また, 今後ハビタブルゾーンにあるトランジット岩石惑星も発見されてくる可能性が高い. 酸素のような生命のトレーサーを検出するのは TAO では困難であるが, 大気の状態についての手がかりを得て, 将来的な生命のトレーサーの検出に向けた基礎データを提供することができるであろう.

2.3.1.2 TAO 望遠鏡による観測の優位性

トランジット観測の難しさはその高い測光精度 (ダイナミックレンジ) にある. トランジットによる減光量は主星と惑星の面積比になるので, 太陽に対する木星の場合で 1% と比較的容易であるが, 地球の場合は 0.01% と非常に困難な値となる. 惑星大気の情報を得ようとする, さらにその 1/100 程度の精度が必要となるために, 通常の観測手法ではとうてい達成できない. このためには, 観測装置の設計や観測・解析手法の改良が必要であり, 観測サイトにも大きく依存する. TAO の設置されるチャナントール山は, 世界最高地にあり, かつ, 水蒸気量 (PWV) が非常に少ないことから, (特に赤外線での) 大気透過率が高く安定している. これはトランジット観測に必要な高い測光精度の実現にとって非常に有効である.

また、高い測光精度を達成するには同一視野内に比較星が写っていることが必須であるが、このためには広い視野が必要である。TAO の近赤外線観測装置である SWIMS は口径 6.5m の望遠鏡の赤外線観測装置としては非常に大きい視野 ($9.6'\phi$) を持ち、高精度のトランジット観測に大きなメリットとなる。

一方、6.5m の口径を持つ宇宙望遠鏡である JWST に対しては上記の (他の地上望遠鏡に対しての) メリットはほとんどない。しかし、JWST の観測時間は非常に高価であり、多くのトランジット天体の多数回のトランジット現象を観測するのは現実的ではない。これに対して、TAO では、豊富な観測時間を使って統計的な研究を行えることが強みとなる。

2.3.2 トランジット周期変動 (TTV) 法

2.3.2.1 TTV 法について

トランジット周期変動法 (Transit Timing Variations 法; 以下 TTV 法) は近年注目を集めている系外惑星検出法のひとつであり、トランジット惑星のトランジット周期の変動を捉えることで、その重力摂動源である未検出の惑星を検出する方法である (Holman & Murray 2005; Agol et al. 2005)。またこの手法を用いる事で、トランジット惑星を含む既知の多重惑星系の惑星の質量等を正確に測定することも可能である。この手法は以下のような利点をもつ。

- トランジット惑星と平均運動共鳴の軌道 (周期比が簡単な整数比となる軌道) の惑星に非常に検出感度が高い。
- 原理的には、視線速度法の観測に頼らずに惑星の質量や軌道要素全てを決定する事が可能 (ただし非常に高精度・高頻度な観測が必要)。
- もし両方の惑星がトランジットしている場合は、惑星の軌道傾斜角や位相が確定するため、上記パラメータの決定が容易に可能。

2つの惑星がある共鳴軌道に近づくと、それらの惑星はその軌道にロックされる機構が働く。ロックされるかどうかは2つの惑星の質量や相対軌道移動速度、離心率などによって決まるため、共鳴軌道の惑星の有無を調べる事は惑星の軌道進化の過程を知る上で重要である。TTV 法は他の惑星検出法に比べて共鳴軌道の惑星に検出感度が高く、地球質量以下の非常に軽い惑星も検出可能であるため、そのような軌道進化モデルの検証に最適である。

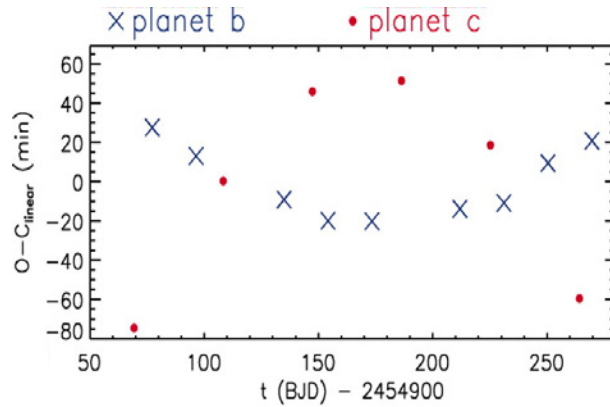


図 2.27: Kepler-9b (青) および c (赤) の TTV (Holman et al. 2010 の Fig 3. を改変). 横軸は時刻, 縦軸はトランジット時刻の一定周期からのずれを示す.

また, TTV 法は惑星の質量決定を行う場合にも有効である. TTV の効果は 2010 年に初めて, Kepler 衛星によってトランジット惑星 Kepler-9b, c に対して検出された (Holman et al. 2010; 図 2.27). Kepler-9b と c は両方トランジットしており, それぞれ周期が約 19.2 日, 38.9 日と 1:2 の共鳴軌道に近いために非常に大きな TTV が観測された. またこの TTV データと地上からの視線速度観測のデータを合わせた解析から, それぞれの質量が $0.25M_{\text{Jup}}$, $0.17M_{\text{Jup}}$ と求められた. Kepler 衛星は地球サイズ以下の非常に小さな惑星のトランジットも検出出来るが, そのような惑星に対する地上からの視線速度観測は困難なため, TTV 法は今後そのような低質量惑星の質量を決定する上で強力な道具となるであろう.

2.3.2.2 TAO で期待される観測

TTV の測定に必要な観測量は, トランジット光度曲線から得られるトランジットの中心時刻である. TAO は大口径であることに加え, 搭載予定の SWIMS は広い視野 ($9.6'\phi$) を持ち, さらに 2 つの近赤外線領域を同時撮像出来るため, トランジットの中心時刻をより高い精度で決定することが可能になる. 具体的には, まず大口径であることで観測のサンプリングレートが上がり, 限られたトランジット継続時間の中でより高いトランジット中心時刻の決定精度を達成することが可能になる. また広視野であることは, 同一視野内にターゲット天体と明るさや色の近い比較星をより多く入れることを可能にするため, より測光精度が上がる. また主星の周辺減光がトランジット中心時刻の決定精度に影響するが, 近赤外線領域では可視域に比べてこの影響が少なくなる. さらに 2 つの波長域で測

光することで、1つのフィルターで2つの波長域をカバーする場合よりも高い精度で周辺減光のモデル化が可能になり、トランジット中心時刻の決定精度が向上する。

以下では TAO で期待されるサイエンスについて述べる。

1. TTV 惑星の質量や軌道の詳細決定

これまでの地上の望遠鏡を用いた TTV 探索や Kepler 衛星によるトランジット観測から、幾つかの惑星系において TTV の検出が示唆されている。これらの検出を検証し、さらに TTV のモデルフィットからその惑星の質量や軌道を決定する事は、その惑星系の姿を知る上で非常に重要である。TTV のモデルフィットには大口径の望遠鏡を用いた高精度な TTV 観測が必要になる。TAO と同口径のマジェラン望遠鏡を用いたこれまでのトランジット観測では、トランジット惑星 WASP-4b に対しトランジット中心時刻が5秒程度 (TTV 候補天体に見られる TTV の大きさは数分) で決定されており (Sanchis-Ojeda et al. 2011), TAO では上に述べた利点から、同程度以上の精度での中心時刻決定が期待出来る。

2. M 型星を公転するトランジット惑星に対する高精度 TTV 探索

M 型星は温度が低く可視域では暗いため、これまで M 型星を公転する惑星はあまり見つかっていない。しかし今後 M 型星に対する近赤外線領域での本格的な惑星探索により、トランジット惑星を含む多数の惑星の発見が期待されている。TAO は近赤外線観測を行うため、そのような M 型星周りのトランジット惑星に対して世界最高精度でトランジット中心時刻を測定することができる。これにより、M 型星周りのトランジット惑星に対して高精度な TTV 探索ができ、それらの惑星の複数性や共鳴性を探る事が可能になる。特に、近年の視線速度法による観測から、太陽型星周りの低質量惑星はあまり共鳴軌道にいないことが分かってきたが (Lovis et al. 2011), この傾向が M 型星でも同じかどうかを調べることは惑星の形成過程や軌道進化を知る上で重要であり、TTV 法はその検証に非常に有効な手段である。

2.3.3 小・中質量星の星惑星形成

星形成は通常、低温度 (10 K 程度) で比較的密度の高い ($n_H > 10^2$ 個 cm^{-3}) 星間物質である分子雲 (サイズ 10–100 pc 程度) で起こる。この分子雲中でより密度の高い分子雲コア ($n_H \sim 10^{5-6}$ 個 cm^{-3} , サイズ 0.1 pc 程度) が自己重力で収縮することで星は誕生することが、これまでの赤外線や電波での観測から明らかになってきた。特に太陽質量程度の小質量星については、おうし座分子雲に代表される比較的穏やかな環境で「分子雲コア → 原始星 → T タウリ型星 → 主系列星」と進化していくシナリオが提唱されている (Shu et al. 1987)。

原始星の段階ではまだ分子雲コアに埋もれており、コア物質は直接、あるいは星周円盤を通して中心星に降着している。また、ほぼ全ての原始星では双極分子流（アウトフロー）がみられる。T タウリ型星の段階になると、周囲のコア物質は中心星・星周円盤への降着か、アウトフローによって吹き払われ、中心星が可視光で観測できるようになる。T タウリ型星のうち、古典的 T タウリ型星は星周円盤（原始惑星系円盤）からの質量降着が続いており、また星風を伴う。弱輝線 T タウリ型星では、質量降着や星風に起因する輝線は見られなくなる。これは円盤からの質量降着や星風によって円盤の散逸が進み、原始惑星系円盤が光学的に薄くなったためと考えられる。原始惑星系円盤の内部では、ダストの衝突合体により惑星形成が進行すると考えられている。

2.3.3.1 原始星エンベロープの撮像観測

星形成の初期段階である原始星は、光球からの光が大きな星間吸収を受けることから、球状のエンベロープをまとっていると考えられている。原始星から噴き出しているとされるアウトフローによって、両極方向はエンベロープが晴れていることも考えられるが、その構造は詳細に理解が進んでいない。今までの原始星の観測は、IRAS をはじめとする測光観測か、近赤外線撮像観測が主であったが (Padgett et al. 1999), 近赤外線ではエンベロープに反射した中心星の光を見てしまい、エンベロープの表層部しか分からない。

これに対し MIMIZUKU で可能となる高分解能 $30\mu\text{m}$ 帯撮像観測はエンベロープの構造の理解に有用だと考えられる。観測波長を $30\mu\text{m}$ 程度とすると、エンベロープの 100K 程度の温かな成分を見ることができる。Whitney et al. 2003 によると、中心星の温度が 4000K の場合、100K の成分は 150AU まで広がっている (図 2.28)。おうし座分子雲に付随する原始星の場合、150AU は $1''$ 程度に相当する。TAO の $30\mu\text{m}$ での回折限界は $1''$ 程度なので、エンベロープをぎりぎり空間分解することが可能である。

予想されるフラックス:

有効温度が 4000K で光球の半径が 2.1 太陽半径の原始星が 140pc にある場合、Whitney et al. 2003 によると、 $30\mu\text{m}$ ではエンベロープ起源の放射が 3Jy 程度ある。シミュレーションによると、 $30\mu\text{m}$ では $300\text{AU} \times 600\text{AU}$ の範囲で明るいのので、この部分の明るさが一様だとすると、回折限界 ($1''$) に入るフラックスは 500mJy となる。

一天体あたりに必要な積分時間:

これを 3σ で検出するには数秒の積分時間で十分である。実際には原始星に近いほどエンベロープは明るいと考えられるので、ビームダイリュージョンを考慮した詳しい見積りが必要だろう。

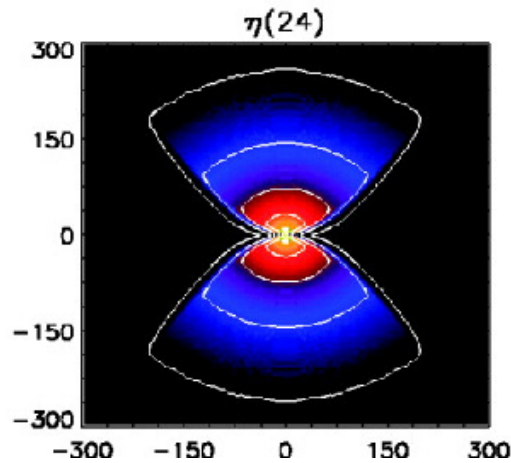


図 2.28: 原始星に付随するエンベロープのエミッシビティ (Whitney et al. 2003). エンベロープと円盤が付随するモデルで、エッジオンの状態を表している. 波長 $24\mu\text{m}$ のもので, 表示はログスケール. 視野の一辺は 600AU. $24\mu\text{m}$ では 300AU 程度にまで広がった成分が見える.

必要な空間分解能:

回折限界 ($1''$) が達成されることが望ましい.

観測天体数と総観測時間:

一天体あたりにかかる観測時間はせいぜい数分であろう. Kenyon et al. 1995 には, おうし座分子雲に付随する原始星として 24 天体が載っている. これら全てを観測する場合でも数時間しかかからない.

他の望遠鏡での観測可能性:

波長 $10\mu\text{m}$ では 300K に温まった成分を見ることになるが, そのような領域は中心星から 15AU 程度にしか広がっていない. 従って, すばる望遠鏡の COMICS をもってしても空間分解はできない. Spitzer は $24\mu\text{m}$ の撮像ができるが, 回折限界が $13''$ なのでエンベロープは分解できない.

2.3.3.2 原始惑星系円盤の変光現象

小質量星形成過程において, 赤外線観測で着目すべき点として, 原始惑星系円盤内のダストがあげられる. 特に中間赤外線の $10\mu\text{m}$, $20\mu\text{m}$ 帯にはシリケートを始め主要なダストのバンドフィーチャーが多く見られることから, ダストの成長の様子を調べることが可能である. 近年では古典的 T タウリ型星において赤外線の輻射が数日-数週

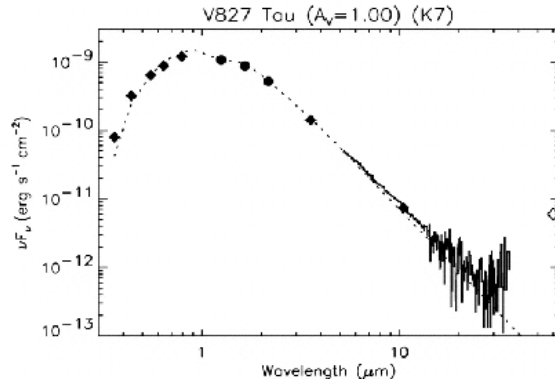


図 2.29: 弱輝線 T タウリ型星のスペクトルエネルギー分布 (SED). 黒点は、可視光または近赤外線測光、白点は Spitzer の測光を表す. 実線は Spitzer/IRS で取得したスペクトル. 点線は光球の SED モデル. $30\mu\text{m}$ 付近に赤外超過があるようにも見えるが、S/N が悪いので確かなことは言えない.

間の変光が確認されている (e.g., Bary et al. 2009; Muzerolle et al. 2009; Abraham et al. 2009; Espaillat et al. 2011). そもそも古典的 T タウリ型星では降着の度合いや星表面のホット・クールスポットによる可視光の変光が見られるが、赤外線での変光の起源は原始惑星系円盤のダストの温度や組成の変化を意味する. 円盤内縁部のリムのスケールハイトが高くなれば高温 (1000 K 程度) のリムからの近・中間赤外線輻射は強くなるが、逆にリムによって円盤の外側は影になって低温になり中間・遠赤外線の輻射は弱くなると考えられる. すなわち変光の特性を追うことで内縁部の形状を推測することができる. シリケートフィーチャーについても $10\mu\text{m}$, $20\mu\text{m}$ 帯の両方で観測することで非晶質・結晶質のものの割合を精度良く求めることができる. 特に結晶質シリケートは我々の太陽系や原始惑星系円盤では見られるものの、星間空間にはほとんど見られないことから、この形成過程を明らかにすることは円盤内の環境を探るプローブとなる. これまでの観測では、変光が観測されたといっても数回の観測だけであり、周期性の有無や変光の大きさについては分かっていない. 変光の要因として円盤内で形成された惑星の影響も考えられるため、惑星形成の観点からも重要なテーマである. この問題点は、長期間にわたるモニター観測によってのみ解決可能である. TAO 望遠鏡は他の中口径望遠鏡と異なり、観測装置の載せ変えを行わないことからいつでも観測ができるため、このようなモニター観測に適している. さらに MIMIZUKU の 2 視野同時観測という特徴は、標準星と目標の天体をほぼ同一の気象条件で観測できるため、変光の大きさをより精度良く求められる.

2.3.3.3 トランジション円盤天体

古典的 T タウリ型星が持つ原始惑星系円盤では、ダストが合体成長することにより惑星が誕生すると考えられている。惑星の誕生または中心星からの光によるガスの蒸発により、円盤は中心星付近から穴が空く。最終的には円盤全体が光学的に薄くなり、弱輝線 T タウリ型星として認識されるようになる。この進化過程の途中にある天体が、近年発見された「トランジション円盤天体」である (図 2.29; Furlan et al. 2006)。この天体は、中心星に近い部分の円盤が光学的に薄くなっている一方で、中心星から遠い部分では光学的に厚いままである。従って、近赤外線領域では赤外超過を示さずに、中間赤外線領域で赤外超過を示す。トランジション円盤天体は Spitzer 宇宙望遠鏡の中間赤外線観測によって発見されており、惑星の形成過程を探る上で注目を集める天体となっている。

ところで、トランジション円盤天体は $10\mu\text{m}$ 以降で赤外超過を示す天体として定義されている。これは Spitzer 宇宙望遠鏡の観測特性によるものである。このような天体は、 300K よりも温かいダストはないと考えられており、半径 1AU 程度の空洞ができていると解釈されている。円盤がより進化すれば、中心星に近い部分の空洞が広がることが考えられる。こうした天体は、より長波長になって初めて赤外超過を示す天体として認識されるであろう。例えば太陽系の場合、土星軌道 (9.6AU) の平衡温度は 94K であり、対応する放射のピークは $32\mu\text{m}$ になる。このような「より進化したトランジション円盤天体」を MIMIZUKU で探査することを提案する。

予想されるフラックス:

Furlan et al. 2006 によると、おうし座分子雲に付随する明るめの T タウリ型星の光球のフラックスは、 $30\mu\text{m}$ で 10mJy 程度である (V827 Tau の場合)。 $20\mu\text{m}$ では 25mJy 程度である。

一天体あたりに必要な積分時間:

$30\mu\text{m}$ で 10mJy のフラックスを 3σ で検出するためには、MIMIZUKU の MIR-L チャンネルで 1 時間程度の積分が必要である。 $20\mu\text{m}$ で 25mJy のフラックスを 3σ で検出するためには、MIR-S チャンネルで 5 分程度の積分が必要である。トランジション円盤がある場合には超過があるので、検出はさらに容易であろう。

必要な空間分解能:

測光観測なので、特段に良い空間分解能は必要ない。

観測天体数と総観測時間:

MIMIZUKU の MIR-L チャンネルの視野は 1 平方分角程度であり、一つの視野に複数

の T タウリ型星が入ることは稀である。一天体につき $20\mu\text{m}$ と $30\mu\text{m}$ の両方の観測を一視野ずつ行うこととする。Furlan et al. 2006 では 111 天体の T タウリ型星を観測した。観測効率を 50% とし、一晩に 10 時間の観測ができるとすると、100 天体を観測するためには 20 晩の観測が必要である。

他の望遠鏡での観測可能性:

$30\mu\text{m}$ を観測できる地上望遠鏡は他に存在しない。

2.3.3.4 低質量天体の初期質量関数 (IMF)

星形成において注目すべき天体としては、褐色矮星 ($M_* < 0.08 M_\odot$) もあげられる。星はその質量によって進化が決定されるため、その初期質量関数 (IMF) を求めることは銀河の進化を考える上でも重要である。この IMF は Salpeter et al. 1955 が提唱して以降多くの研究がなされ、 $0.08 M_\odot$ より重たい天体についてはその様子が分かってきた。しかし褐色矮星の領域については、その発見が 1995 年 (Nakajima et al. 1995) と歴史が浅く、いまだによく分かっていない。近年ではいくつかの星形成領域での褐色矮星の探査が行われ、褐色矮星の IMF は領域によって異なることが分かっている (e.g., Muench et al. 2002; Oasa et al. 2006; Lodieu et al. 2011)。これは褐色矮星の形成メカニズムが小質量星と異なることを示唆する。よってまず褐色矮星の IMF を様々な領域で決定することで、その形成メカニズムに制限を与えられるだろう。

褐色矮星は核融合反応を起こさず、その表面温度は 1000–2000 K と低温なため輻射のピークは近赤外線領域である。このため、褐色矮星の観測には近赤外線がもっとも適している。近年、WISE 衛星が近・中間赤外線において全天サーベイを行い、特に近赤外線の波長 $3.4 \mu\text{m}$, $4.6 \mu\text{m}$ では限界等級 15–16 等級という感度を持つ。このため、このサーベイによって数多くの褐色矮星候補天体が期待される。また、地上観測でも近傍星形成領域における低質量前主系列星候補天体の探査が進められている。褐色矮星である事を確認し IMF を構築するためには、分光観測による有効温度の決定が必須となる。この点で SWIMS による多天体分光の機能は非常に有効だと考えられる。

低質量天体の有効温度は、分子の吸収バンドの強度から求められる。特に近赤外線領域にある水の吸収バンドは温度の指標として良く用いられる。この吸収バンドは J バンドと H バンドの間など、地球大気の水蒸気に起因する大気吸収帯に存在する。しかし天体の表面重力が地球の表面重力よりも大きいため、吸収バンドの波長幅が地球大気の水の吸収バンド幅よりも広くなり、地上からもある程度観測が可能である (図 2.30)。さらに TAO のように地球大気の水が少ない場所で天体の水の吸収バンドの強さを正確に測ることは大きなメリットとなる。

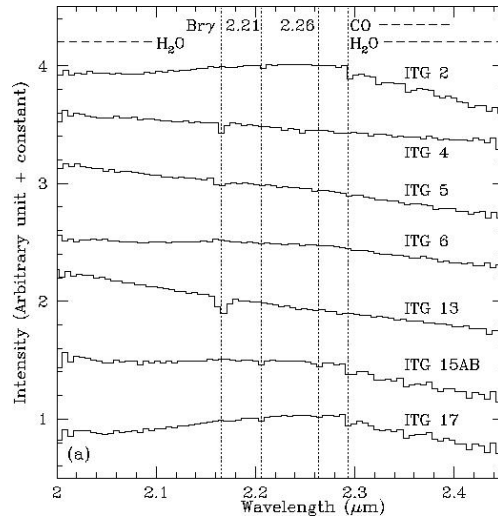


図 2.30: 低光度 YSO 候補天体の K バンドスペクトルの例 (Itoh et al. 2002). UKIRT/CGS4 で取得した. K バンドの短波長側 ($\lambda < 2.1\mu\text{m}$) や長波長側 ($\lambda > 2.3\mu\text{m}$) には水の吸収バンドがある. 有効温度の低い ITG2 や ITG17 には水の吸収が見える.

以上二点から, SWIMS は低質量前主系列星候補天体の分光フォローアップ観測に非常に有効だと考えられる. 下記に近傍の星形成領域にある低質量前主系列星候補天体を対象とした SWIMS による多天体近赤外線分光観測例を示す.

予想されるフラックス:

南アフリカの SIRIUS による撮像探査観測で検出された YSO 候補天体を分光観測することを考える. 例えば田中 (2009 神戸大学修士論文) は, BRC57, 58 という領域のそれぞれ $7.7' \times 7.7'$ を, H バンドで 18 等程度の限界等級で観測を行った. その結果, 14 個と 33 個の YSO 候補天体を検出した.

一天体あたりに必要な積分時間:

これらのスペクトルを 1 ピクセルあたり $S/N=30$ で得るには, およそ 1 時間の積分時間が必要である.

必要な空間分解能:

分光探査観測のため, スリット幅すなわちシーイング程度の空間分解能で十分である.

観測天体数と総観測時間:

SIRIUS と SWIMS は同程度の視野を持つ. そこで YSO 候補天体が 30 個を大きく越え

ない場合には SIRIUS 一視野あたりに 1 つまたは 2 つのスリットマスクを用いれば良い。今、一つの視野を 2 つのスリットで観測することを考え、観測効率を 66% とすると、一視野あたりに 3 時間の観測が必要である。一晩の観測時間を 9 時間とすると、南天に存在する 45 個の BRC (Sugitani & Ogura 1994) を全て探査する場合、15 晩が必要である。

他の望遠鏡での観測可能性:

すばるの IRCS などを使っても、水の吸収バンドを検出することができる。ただし、より水蒸気量の少ないアタカマ砂漠で観測したほうが、精度良く水の吸収バンドの深さを求めることができるだろう。

2.3.4 大質量星の星惑星形成

大質量星 ($\gtrsim 8M_{\odot}$) はその周辺環境だけではなく、銀河全体にまで強力な恒星風や電離放射、スターバーストや超新星爆発などにより絶大な影響力を持つ。したがって、大質量星の形成・進化を解明することは、系外銀河において詳細を容易に観測出来るのは大質量星に限られることを考えると、銀河の形成・進化を理解するうえでも非常に重要であると言える。にも拘らず、大質量星はその誕生ですら、いまだにほとんど謎につつまれたままの状態である。

対照的に低質量星 ($\lesssim 1 M_{\odot}$) は、完全にはその詳細をつかめてはいないものの、20 年以上も前から形成シナリオがほぼ確立され (e.g. Shu et al. 1987)、現在では「標準星形成モデル (standard model of star formation)」と呼ばれるまでに至っている。この、今までの大質量形成研究に決定的に欠けている全体像 ('paradigm') を、統計的に有意なサンプルを用い構築しようという動きが、近年になりようやく出てきた (e.g. Red MSX Survey; Lumsden et al. 2002)。

観測的に見ると、まず大質量星は低質量星に比べその数が少ない。これは、大質量星形成領域が広くまばらに存在し、一般的に低質量星形成領域より遠くに位置することを意味する。そして、大質量星は星団中心の星密度が高い場所に見つかる傾向があり、遠いという特徴と組み合わせると、ひとつひとつの星を空間的に分解して観測する事が難しいという問題に直面する。また、大質量原始星は母体である分子雲コアが散逸する前に核融合を始めるため、その誕生現場が深くガスや塵に埋もれてしまっている。

これらを総合すると、観測的に大質量星形成を解明するには、厚いガスと塵の壁を透過できる長い赤外線波長域において高い空間分解能を必要とすることがわかる。そしてこのふたつを備え持つのが 6.5-m TAO 望遠鏡である。高度 5600 m がもたらす、他の地上望遠鏡からは到達不可能な $38 \mu\text{m}$ という長波長。口径 6.5 m から得られる、その波長域

での1秒角強という空間分解能は、大質量星形成の分野に留まらず、他分野においても変革的 (transformative) なサイエンスを期待させる。

大質量原始星の質量を決定する際、Spectral Energy Distribution のピーク付近 (数十から100 ミクロン強) にデータポイントが打たれていることは極めて重要である。今までは *IRAS* 衛星のカタログ (60 & 100 μm で数分角程度の空間分解能) がその役目を担ってきた。最近になりようやく *Spitzer* 衛星の MIPS (Multiband Imaging Photometer) が 18 arcsec @ 70 μm と大幅に分解能を改善したが、これらの数字を見ても ~ 1 arcsec @ ~ 40 μm というのがどれほど飛躍的な値かがわかる⁵。

TAO 望遠鏡が切り拓く 38 μm という地上からは未開の波長帯を用い、大質量星形成のパラダイムを築き上げるべく、*IRAS* 衛星が多くの分野にわたり残したような、TAO レガシーの実現を期待する。

2.4 星と星間物質

2.4.1 星間ダストの供給問題

固体微粒子、いわゆるダストは星間空間の金属の多くを含んでおり、宇宙の重要な構成要素である。また、ダストは星周・星間空間での物理・化学過程に深く関わっており、宇宙の物質輪廻を考える上で欠くことのできない要素である。ダストの研究はこれまでも理論・観測の両面から精力的に行われており、晩期型星や超新星残骸がダストの供給源であることや、超新星によるショックで効率的にダストが破壊されることなどが明らかにされている。

しかしながら、ダストの形成進化については、その全体像がいまだに掴めていないのが現状である。Dwek 1998 は、星間空間に供給されるダストの量と星間空間で破壊されるダストの量を、ダストの組成ごとに詳細に比較した (表 2.1)。結果、炭素質ダスト・珪酸塩ダスト (シリケート) の両方で、ダストの破壊割合が供給割合を 10 倍程度上回ることが示唆された。しかし、星間空間では金属元素の多くがダストの中に含まれることが金属線吸収による観測からも明らかであり、この見積もりは大きな矛盾を孕んでいる。同種の研究は現在でも様々な仮定の下に続けられているが (例えば Calura et al. 2008 など)、大枠では同じ結論である。つまり宇宙空間におけるダストはその形成進化過程すらまったく分かっていないと言える。

この問題を解決するには、ダストの供給源となる天体の構造や進化、さらにそこで起こるダストの形成・破壊プロセスを観測的に明らかにし、より正確な定量的評価を進める必

⁵ 註：TAO 望遠鏡とほぼ同時期に運用が予定されている 6.5-m *James Webb Space Telescope* では、観測最長波長は 28 μm となっている。

表 2.1: 星間空間でのダストの収支 (Dwek 1998)

供給されるダスト量 ($10^{-9} M_{\odot} \text{pc}^{-2} \text{yr}^{-1}$)		Carbon-rich dust	Silicate dust
AGB	C-rich stars	2.8	0
	O-rich stars	0–3.7	
SNe	Type-Ia	0.1	3.5
	Type II	1.5	7.0
TOTAL		4.4	14.2
破壊されるダスト量 ($10^{-9} M_{\odot} \text{pc}^{-2} \text{yr}^{-1}$)		Carbon-rich dust	Silicate dust
Star Formation		8	29
SNe shock		33	190
TOTAL		41	219

要がある。特にダストの形成・破壊過程は変光・突発天体が深く関わっており、継続的なモニター観測によって現象の全体像をとらえることが不可欠となる。このような観測を進めるのに TAO 望遠鏡は最適な望遠鏡である。継続観測を進めるには十分な観測時間を割く必要があり、時間競争が激しい宇宙望遠鏡では実現が難しい、また通常の地上望遠鏡では、ダスト観測に最適な $10\text{--}40\mu\text{m}$ 帯の中間赤外線のうち $8\text{--}13\mu\text{m}$ の N バンド帯しか観測が不可能である。しかしながら TAO 望遠鏡は標高が非常に高いため、 N バンド帯の他、 Q バンド帯 ($20\mu\text{m}$ 帯) や $30\mu\text{m}$ 帯でも十分な観測が可能となる。この広い波長カバーと潤沢な観測時間を用いれば、ダストの形成・破壊過程を詳細に調べることが可能となり、宇宙の物質循環の理解に大きく近付くことができる。

ダストの供給源となりうる天体として大質量星進化天体 (e.g. Wolf-Rayet 星)・中小質量星進化天体 (e.g. AGB 星)・分子雲などが挙げられる。星間ダストの供給問題を解決する上でこれらの天体の観測は大変重要である。TAO 望遠鏡を用いた観測の有効性について、§2.4.2 では大質量星進化天体、§2.4.3 では中小質量星進化天体、§2.4.4 では分子雲の観測について述べる。

2.4.2 大質量星の進化とダスト形成

2.4.2.1 銀河系における大質量星の進化・質量関数・銀河環境に与える影響

大質量星とは、重力崩壊型超新星としてその生涯の最期を締めくくる星であり、初期質量が太陽質量の約 10 倍以上、スペクトル型では B0 型よりも早期型の星である。寿命が約 1000 万年以下と短く、有効温度は約 3 万度より高い。より質量の小さい星に比べて寿

命が短く (例えば、太陽の寿命は約 100 億年)、高い有効温度により強い紫外線を放出することは周囲の星間物質に与える影響が大きいことを意味する。さらに、星形成期の放射及び力学的エネルギーの放出は、分子雲での星形成に根本的な影響を与え、その初期質量関数にも大きく影響する。

近年、恒星進化の理論的研究は、大質量星の形成・進化についてずいぶん明確なシナリオを提示してきた (cf. Massey 2003; Zinnecker & Yorke 2007)。しかしながら、現在の最大の問題点は、特にその主系列以降の進化段階における質量放出にある。質量放出は、基本的な機構としては、星表面から放射される強い紫外線を金属元素 (CNO および Fe 族原子) が線スペクトルにより吸収することによって、星表面の原子・イオンが外向きの運動量を得、脱出速度を超える高速で放出される現象 (radiation-driven stellar wind) であると理解されている。しかしながら、定量的に計算するためには、何万本という多数の線スペクトルの吸収係数等を正確に知ることが必要であり、実際問題として非常に困難である。この不確定さは、大質量星が主系列を離れて以降、如何に質量を放出しながら最期の超新星爆発に至るのかという重要な進化過程の理解を困難にしている。

一方、近傍の銀河から遠方の銀河に詳細な観測を拡張する際に、個々の星として検出できるのは大質量星 (大光度星) に限られる。このため、大質量星の進化全般に対する理解は、銀河の進化を観測的に研究する際に極めて重要である。さらに、大質量星の寿命が短いことも考慮すると、超新星爆発をも含めたその進化は、銀河における星形成・星間物質の輪廻の理解、さらには、大規模星形成 (スターバースト) と銀河中心の活動性 (AGN) との関係など、銀河のダイナミカルな進化の問題にも大きな影響を与えることを意味する。

2.4.2.2 重力崩壊型超新星の母天体である Wolf-Rayet 星の銀河系全域での探索

上で述べたように、特に主系列以降における大質量星の観測的研究の重要性が理解できる。大質量星の進化については、さらにその質量により分類された進化の概要が「Conti Scenario」(図 2.31) として示されている (cf. Crowther 2007)。その中でも、超新星直前に位置する天体が Wolf-Rayet 星である。そこでまず、我々の銀河系の Wolf-Rayet 星の分布を観てみる。銀河系の種族 I の星の分布及び金属量の分布を考慮すると、銀河系全体で約 3000 個の Wolf-Rayet 星の存在が予想される。特に、銀河中心から 4kpc 以内の領域にその 60% が存在している。一方、実際に観測されている Wolf-Rayet 星は 200 個あまりであり、予想個数の 10% にも満たない！この最大の原因は、今までの Wolf-Rayet 星の探索が可視光で行われてきたことにあると考えられる。タイプ分け (WC 型, WN 型, WO 型) やそのサブクラス分類は可視光での分光観測による輝線強度比で行われていることからわかる。結果として、星間減光のため、発見された Wolf-Rayet 星のほとんどは太陽から 4kpc 以内に限られている (Hadfield et al. 2007)。そこで、銀河中心や巨大

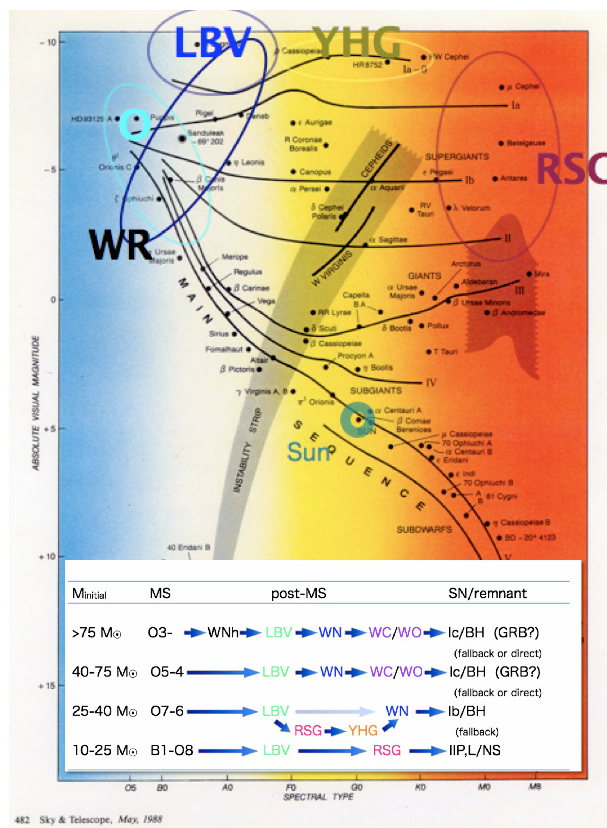


図 2.31: HR 図上の大質量星の分布と大質量星進化の「Conti Scenario」.

分子雲に深く埋もれているであろう多くの Wolf-Rayet 星を探し出すためには、星間減光が小さい近赤外線での探索が有効な手段となる。

例えば、 $2\mu\text{m}$ の波長では、減光量 (mag) が可視光の $1/10$ から $1/15$ に減少するため、可視光の星間減光が $20\text{--}30\text{mag}$ もあるような銀河中心領域や大規模星形成領域でも減光量は $2\text{--}3\text{mag}$ になる。また現在の高性能赤外線アレイ検出器を搭載した赤外線カメラを用いることにより、中小口径望遠鏡でも探索が可能である。観測手法は、通常の広帯域フィルターによる探索では効率が悪く、Wolf-Rayet 星特有の輝線スペクトル (CIV ($2.07\mu\text{m}$) や HeII ($2.19\mu\text{m}$) など) に合わせた狭帯域フィルターでの探索が有効である。Nishimaki et al. 2008 によって取得された Wolf-Rayet 星の近赤外線スペクトル (図 2.32) をテンプレートに、CIV/Ks あるいは HeII/Ks を導出したところ、Wolf-Rayet 星では有意にその値 (比) が大きくなることがわかっている。このような状況から、近

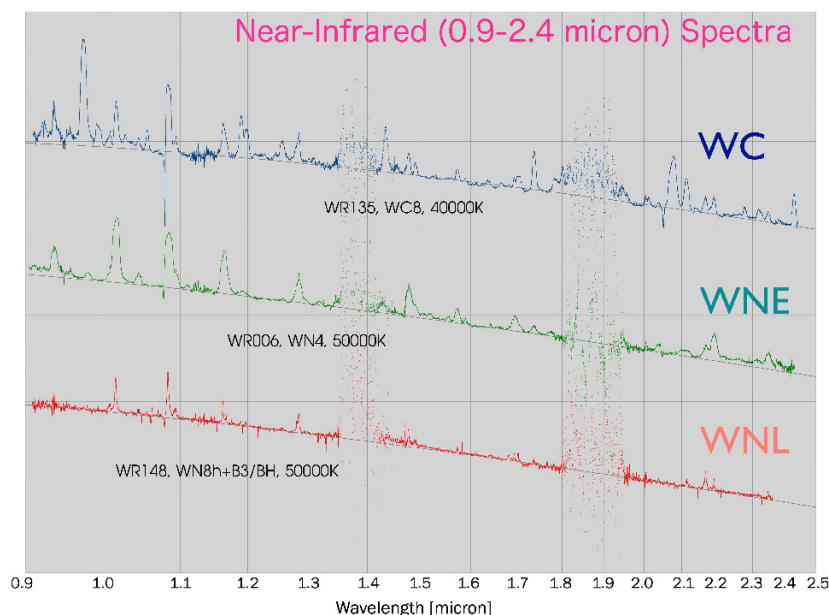


図 2.32: Tanaka らのグループで取得した Wolf-Rayet 星の近赤外線スペクトル, 上段が WC 型星, 下段が WN 型星.

年は近赤外線波長域での WR 星探査が行われるようになってきている (Crowther et al. 2006; Groh et al. 2006; Homeier et al. 2003a; Homeier et al. 2003b; Mauerhan et al. 2009; Shara et al. 2009; Nishimaki et al. 2008; Kurtov et al. 2007; Figer et al. 2002). 現在我々は, WR 星からの CIV 輝線に最適化された狭帯域フィルターを搭載した近赤外線カメラ (miniTAO/ANIR 等) を用いて候補星探索を継続しており, 新たな WC 型 Wolf-Rayet 星の候補天体を見つけつつある.

ところで, 狭帯域フィルターを用いた探索観測は中小口径望遠鏡で十分可能であるが, この観測によって検出された天体は Wolf-Rayet 星の「候補星」であり, Wolf-Rayet 星である事の確認や詳細分類を行う必要がある. これには集光力のある望遠鏡に搭載された分光装置を用いなければならない, そこでこれら「候補星」の赤外線スペクトルの取得のため, 6.5m TAO 望遠鏡に搭載される近赤外線分光器 (SWIMS) を用いる. Wolf-Rayet 星は大質量星クラスターの一員として存在することから, SWIMS の多天体分光機能があれば効率的な観測・データ取得が可能になる. このようにして, 銀河全域にわたる Wolf-Rayet 星のスペクトルアトラスの構築を進め, さらにこの近赤外線スペクトルを用いて, 星風の clump 構造を考慮した質量放出率の導出も行う. これにより, 大質量星進化の最終段階での質量の変化を理解することが可能となる.

2.4.2.3 大質量星形成領域と初期質量関数

大質量星は寿命が短いため、大質量星形成領域（銀河中心領域や巨大分子雲など）には、終末期の星と誕生直後の星が混在して存在している可能性が高い（Clark et al. 2005）。したがってそのような領域の深い赤外線探索を行うことにより、大質量星の誕生から最期にいたる様々な進化フェーズの星を検出することが可能であり、その詳細なスペクトルアトラスは、大質量星の初期質量関数の研究の貴重なデータベースとなる。

先述の大質量星の近赤外線スペクトルに着目した効率的な探索と引き続いての赤外線スペクトルアトラスの構築は、大質量星の物理・進化の研究のみならず銀河のダイナミックな進化の研究においても、極めて重要なデータベースとなり、TAO 望遠鏡の（設置場所を含めた）高い赤外線観測性能が初めて可能にする研究テーマである。

2.4.2.4 赤外線超新星の探索

先に述べた数千個の Wolf-Rayet 星は、近い将来、超新星になる可能性が高い、我々の銀河系での超新星発生率は数個/100 年であると言われている。一方、近代的な観測が行われてきた最近 100 年以前も含めて、1000 年間の記録を調べると、大質量星起源の核崩壊型超新星は 1054 年に現れた「かに星雲 (M1)」のみである。これは、上に述べたように、可視光（肉眼）のみによる観測に起因すると考えられる。そこで、上の赤外線探索で発見した Wolf-Rayet 星を赤外線モニターする、数十年モニターを続ければ、その中から超新星が現れるはずである。一方、カミオカンデでのニュートリノ観測が 20 年にわたって続けられているが、マゼラン雲に現れた超新星 1987A 以降、我々の銀河系における超新星起源のニュートリノは検出されていない。従って、次の超新星が発生するのは、意外と近い将来かもしれない。これを検出することは、人類史上初めて (SN 1987A という唯一の前例はあるが)、詳細なデータが明らかな母天体が超新星になる瞬間をとらえることとなり、超新星爆発に至る大質量星研究を大きく進める観測データを得ることとなる。

2.4.2.5 大質量星終末期の質量放出現象の総合的な理解

赤外線での Wolf-Rayet 星の探索及びそれらのモニター観測に関連して、大質量星終末期の様々なフェーズの天体を研究することが重要である。「Conti Scenario」で見られるように、その初期質量によって Wolf-Rayet 星以外にも重要な天体が存在する。それらは LBV (Luminous Blue Variable) や YHG (Yellow Hypergiant) である (Clark et al. 2005)。これらの天体はその極端に短い寿命のため数が少ないが突発的な質量放出を行っており、大質量星の進化におけるこれらの天体の重要性は認識されているにもかかわらず、その物

理及び質量放出等未知な部分が多く残されている。上で述べた探索を少し拡張することによってこれらの天体をも検出し、その後のモニター観測によってその質量放出及び進化段階を詳細に研究することが可能になる。つまり、大質量星終末期の様々なフェーズの天体の質量放出現象を詳細に調べることによって、大質量星の進化を総合的に理解することが可能となる。

2.4.2.6 大質量星終末期のダスト形成過程の解明

質量放出現象に伴うダスト形成現象も興味深い現象である。大質量星周囲でのダスト形成過程を観測的に解明することは、星間空間における化学進化を探る上で重要であるが、現状では観測例が少なく統一的な理解に至っていない。また、大質量星で形成されるダストの寄与は、現在の銀河系における役割に加えてとりわけ初期宇宙の化学進化を考える上で重要になると考えられている。なぜなら、誕生後 10 億年程度の宇宙においては、大質量星が唯一のダスト供給源であったと考えられており、観測によってその時代のクェーサーの母銀河には 10^8 – $10^9 M_{\odot}$ のダストが存在すると見積られているからである (cf. Bertoldi et al. 2003; Priddey et al. 2003)。しかしダストの形成過程に関しては大きな謎が残っている、理論計算では、大質量星の超新星爆発によって 0.1 – $1 M_{\odot}$ のダストが生まれるとされ、初期宇宙のダスト量を説明できると言われている (cf. Morgan et al. 2003)。しかし、近傍の銀河で起こっている超新星の観測結果では、形成されるダストの量はおよそ 10^{-3} – $10^{-5} M_{\odot}$ であり (cf. Ercolano et al. 2007; Mattila et al. 2008)、理論的予測とは大きな開きがある。一方近年の観測で、終末期の大質量星の周囲や超新星爆発で形成されたダストの外側に 0.001 – $0.1 M_{\odot}$ 程度のダストが存在することが明らかにされ、超新星爆発の前段階の質量放出期でのダスト形成が大きな寄与を果たしている可能性が示唆された (cf. Clark et al. 2003; Sakon et al. 2009)。以上のことから、大質量星におけるダスト形成過程を探るためには、超新星爆発時だけでなくその前段階の質量放出期での星周ダストの分布や量を把握する必要がある。

例えば LBV の段階では 10^{-3} – $10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$ という非常に大きな質量放出をしており、ダストが形成されやすい環境下にあると考えられる (e.g. η Car; 図 2.33; Morris et al. 1999)。口径 6.5m の TAO 望遠鏡と中間赤外線観測装置 MIMIZUKU を用いれば、 2 – $38 \mu\text{m}$ という広い波長域でダストの熱放射やフィーチャーを観測することができる。特に地上からの 26 – $38 \mu\text{m}$ 帯の撮像観測は TAO サイトのみで行えるものであり、MIMIZUKU によって地上中間赤外線観測では見落とされていた 50 – 100K 程度の低温のダストを、これまでにない高空間分解能で観測することが可能になる。これにより、中心星から離れて冷却されたダストの分布を調べることができるようになるため、大質量星におけるダスト形成史を把握し、ダスト形成過程を総合的に理解できるようになると期待される。

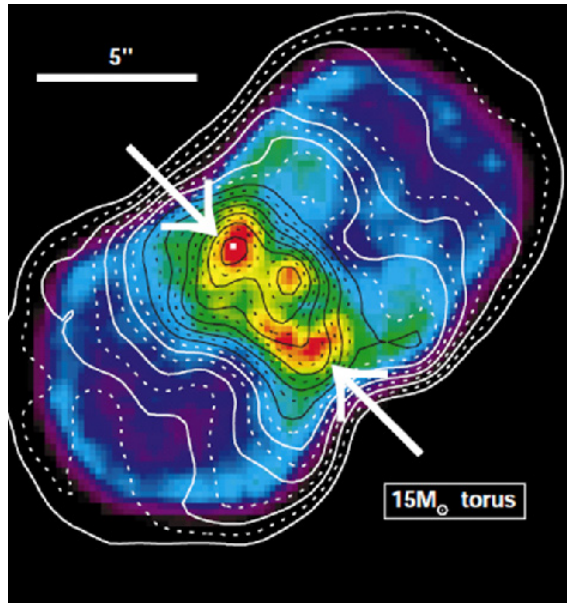


図 2.33: η Car の $17\mu\text{m}$ 画像, 矢印のトーラス部分は砂時計型の部分よりも低温 (110K) であり, そのガス質量は $15M_{\odot}$ (ダスト質量で $0.15M_{\odot}$) にも及ぶ.

2.4.2.7 Wolf-Rayet 連星系周囲での周期的ダスト形成とその初期宇宙のダスト供給源としての可能性について

Wolf-Rayet 星も活発な質量放出を伴う事が知られている ($3 \times 10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$; van der Hucht et al. 1987). ダスト放射を伴う Wolf-Rayet 星の多くは WC+O 型星の連星系を成しており (Marchenko & Moffat 2007), 近点通過時期に恒星風の衝突領域でのダスト形成が予想されるが, 詳しいダスト形成過程やその後どれだけの割合が生き残り星間ダストへ寄与するのか, 観測的には十分な理解が得られていない. これらの Wolf-Rayet 連星系の近点通過の周期は, 1 日以下の物から数百年以上のものまで様々であるが (van der Hucht et al. 2001), 中には数年から 10 年程度の周期を有し, 周期的に形成されたダスト雲が層状に広がっていく様子が観測されているものがある (Marchenko & Moffat 2007). 例えば, WR140 はその一例で, O4 型星を伴星に持つ WC7 型 Wolf-Rayet 星の連星系で, 7.93 年の周期で近点通過の度に周期的なダスト形成を起こすことが知られている (Williams et al. 1987).

2001 年の近点通過の際に形成されたダスト雲の形成初期から数年間にかけての赤外線継続観測結果は Williams et al. 2009 に発表され, さらに, 最近の近点通過の 2009 年以降, 1 周期以降経過した時期のダスト雲の赤外線観測はすばる望遠鏡中間赤外線

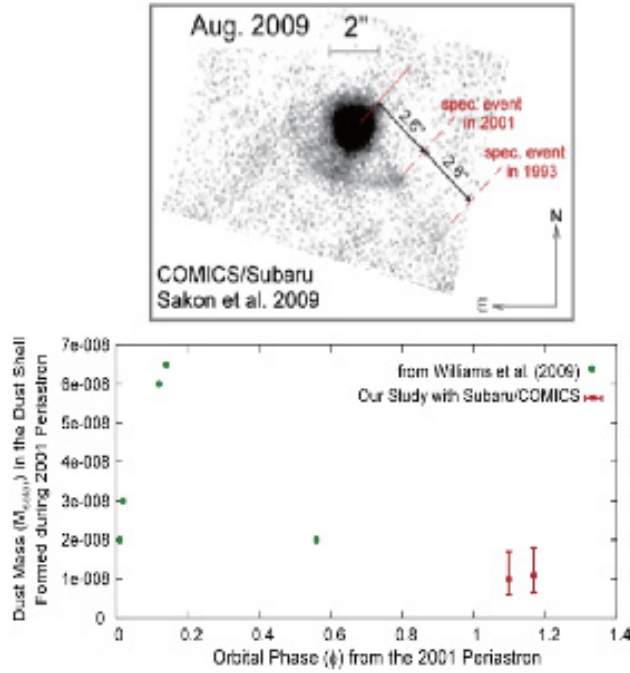


図 2.34: (a) 2009 年 8 月にすばる望遠鏡 COMICS の $11.7\mu\text{m}$ バンドで取得された WR140, 2001 年の近点通過時に形成されたダスト雲が, 中心星から最大でおよそ $2.8''$ 離れた位置まで拡散している様子が捉えられている (Sakon et al. 2010), (b) Williams et al. 2009 で得られた 2001 年の近点通過で形成されたダスト質量 (緑色) と, すばる望遠鏡中間赤外線観測装置 COMICS による新たな観測を基に, 1 周期以降の観測データに対して同種法を適応して導出したダスト質量 (赤色) を, 2001 年の近点通過時点を基点とした軌道周期時刻に対してプロットしたもの。

観測装置 COMICS を用いて継続的に行われた (図 2.34; Sakon et al. 2010). その結果, 2001 年の近点通過イベントで形成されたダストが, 1 周期以上経過した時点では Williams et al. 2009 で報告される質量のピークの $1/10$ 程度 ($10^{-6}M_{\odot}$) にまで減少し, 拡散の過程で形成されたダストの破壊過程が進行していることが示唆されるようになった. 大質量星によるダスト供給は, 初期宇宙に観測されるダストの供給源を説明する為に必要な過程であると考えられるが, 主要な供給源として期待される超新星爆発によるダスト形成量の観測値が理論値よりも数桁小さいこと (Meikle et al. 2007; Ercolano et al. 2007; Sakon et al. 2009) をはじめとして, その過程は観測的には十分に立証できていない. WR 連星系も, 宇宙初期のダスト量の供給に寄与しうる天体であり, その星間ダストへの寄与を調べる事は重要である. 一方で, 先述の観測結果からは, 周期的に形成されるダスト雲が拡散する過程で, 破壊が優勢であるなら, WR 連星系によるダスト形成が効率的に宇宙

初期のダストに供給する可能性も小さい事が予想されるが、一方で、星周ガスとの相互作用による質量捕獲を含めて、最終的に生き残り星間ダストに寄与するダスト量の慎重な観測的調査は今後の必須課題である。このためには、特に、拡散する過程で低温に冷えゆくダストを周囲の星間物質の構造と区別して議論する事が重要であり、その為には 6.5m 級の地上大型望遠鏡によって高空間分解能を十分に活かし、また 100–200K 程度のダストの検出にも適した 30–40 μm に観測能力を有する TAO/MIMIZUKU を用いた継続観測に極めて大きな貢献が期待される。

2.4.3 中小質量星の進化とダスト形成

2.4.3.1 AGB 星からの質量放出の重要性

銀河を構成する星の圧倒的多数は、質量が太陽の 8–10 倍以下の中小質量星である。これら中小質量星は、赤色巨星分枝 (Red Giant Branch; RGB)、水平分枝 (Horizontal Branch; HB) を経て漸近巨星分枝 (Asymptotic Giant Branch; AGB) に至り、やがて (あるものは惑星状星雲となりその後) 白色矮星へと進化し、だんだんと温度が冷えて我々の視界から姿を消すと考えられている。観測される白色矮星の質量分布は 0.6 $M_{\odot}$ 程度の所に集中している事から (Weidemann 1990), 中小質量星は進化の途中でその質量のかなりを失うと考えられている。この質量放出は一部 RGB 段階で、大部分が AGB 段階で起こると考えられている。これらの星、特に AGB 星は、進化の進んだ星であり、その中心部で核反応を起こし、だんだんと重い元素を合成している。先に述べたように中小質量星は銀河の圧倒的多数を占めるので、AGB 星により放出される重元素を多量に含むガスは星間空間に充満し、それらからやがてまた誕生する新たな星や惑星系の化学組成を決定することになる。AGB 星からの質量放出は大質量星末期に起こる超新星爆発のような質量放出に比べて地味ではあるが、恒星の進化のみならず宇宙における物質進化を規定する最も重要な因子である。

AGB 段階における質量放出は、星周環境にて形成されるダストが中心星からの光の輻射圧によって駆動される星風 (dust-driven wind) に起因するとされる。このような描像は数値計算シミュレーションによっても支持されてきている (Höfner et al. 2003; Höfner 2008), このシナリオを検証するためには、中心星の脈動に伴うダイナミックな大気の運動、複雑な星周環境、ダスト形成のタイミング等を明らかにする必要がある、そのような観測が強く求められている。また、進化過程のどの時期に強い mass-loss が起こるのかなども明らかになっておらず、不明な点が多いのが現状である。

2.4.3.2 進化末期の星における分子光球の発見

1995年に打ち上げられた赤外線スペース天文台 *ISO* は、低温度星の外層構造に新たな知見をもたらした, Tsuji らはその一連の論文 (Tsuji et al. 1997a; Tsuji et al. 1997b; Tsuji et al. 1997c; Tsuji et al. 1998; Tsuji 2000b; Tsuji 2001b) において, *ISO*/SWS で得られた波長分解能 $R \sim 1600$ 及び ~ 200 の晩期 K 型巨星及び M 型巨星・超巨星の赤外線スペクトルを詳細に解析し, ダストからなる星周エンベロープよりは内側の光球の上層 $\sim 0.5 - 1.0 R_*$ に H_2O や CO , CO_2 などの分子からなる 1,000–2,000 K 程度の比較的高い密度の領域が留まって存在していることを示し, 分子光球 (MOLsphere) と名付けた. このような温かい分子の層は, 既に地上からの近赤外線フーリエ分光スペクトル (FTS) の解析によって, 温度の低いミラ型変光星 (Hinkle 1982) や M 型巨星 (Tsuji 1988) において示唆されていたが, 光球からの分子線が圧倒的に強いために確信には至らなかった. しかし *ISO* による観測で早期 M 型巨星 β Peg (M2III) に水分子が発見された. 恒星大気 (光球) モデル (model photosphere) では, 水分子の存在が顕著になるのは巨星・超巨星では有効温度が 3000K 以下, スペクトル型で M7 より晩期であり, このような早期 M 型の光球に水が存在することは考えにくく, 分子光球の存在が明らかになった.

早期 M 巨星・超巨星における水分子の吸収は, 実は 1960 年代の気球搭載望遠鏡 Stratoscope II の観測で報告されていた (Woolf et al. 1964). しかし上述したように光球モデルでは説明できないことから, その後水として同定された 0.9, 1.1, 1.4, 1.9 μm の吸収帯は, CN の電子遷移 (波長 0.9, 1.1, 1.4, 1.9 μm に吸収帯を持つ) によるものであるという説が Wing & Spinrad 1970 によって提起され, 広く受け入れられたために *ISO* 観測まで実に 30 年間忘れ去られていた (Tsuji 2001a). Tsuji 2000b は, この 30 年前の Stratoscope II のデータ ($R \sim 200$) を用い, 同様の解析で α Ori (M2 Iab) と μ Cep (M2 Ia) に分子光球の存在を示し, Tsuji 2006 ではこれらデータと *ISO* による中間赤外線スペクトル, さらに恒星干渉計で得られた visibility データを用い, 物理的な特徴を明らかにした. 図 2.35 に μ Cep の例を示す, このことは恒星のスペクトルデータが少ないことを示すと同時に, 近赤外線中分散スペクトルが星の分子光球を含めた大気の研究において極めて有用であることを示すものである.

その後巨星・超巨星, ミラ型変光星の周りの分子光球の存在は, 同様のスペクトル解析 (Yamamura et al. 1999), 恒星干渉計による赤外線領域での visibility の解釈 (Perrin et al. 2004a; Perrin et al. 2004b; Perrin et al. 2005; Perrin et al. 2007), またその視直径の波長による変化 (Ohnaka 2004a; Ohnaka 2004b; Ireland et al. 2004a; Ireland et al. 2004b), 赤外線領域での分子線波長における直接撮像視直径の増大 (Takami et al. 2003, 2009) などによって支持されている. さらに電波による観測で α Ori の周りに見つかった温かいガス (Lim et al. 1998) やミラ型変光星の周りの電波光球 (radio photo-

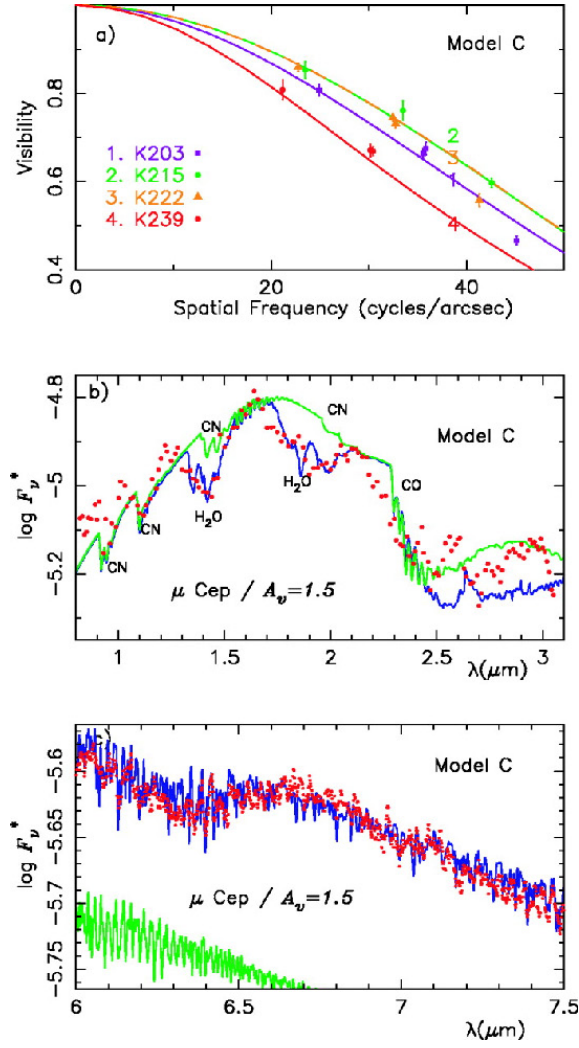


図 2.35: (上段) 観測された μ Cep の恒星干渉計 visibility データとモデルフィット, (中段) Stratoscope II による近赤外線の観測スペクトル, (下段) ISO/SWS による中間赤外線赤外線スペクトル. スペクトルにおいては赤が観測点, 緑線が光球のみのモデル, 青線が光球+分子光球モデル. 光球有効温度 3800K, 分子光球温度 1600K, 分子光球内側半径 $\sim 2R_*$, 分子柱密度 $N(\text{H}_2\text{O}) = N(\text{CO}) = 3.0 \times 10^{20}$ が観測を良く再現する (Tsuji 2006 Fig. 4).

sphere) (Reid & Menten 1997) は, まさにこの分子光球と同じものであると考えられる. また, 太陽においても温かい分子領域 (CO-mosphere) が発見され (Solanski et al. 1994), このような分子光球が恒星大気の 1 つの要素として少なくとも晩期型星には普遍的に存

在していると考えられている。

このような分子光球は星周辺で発見される分子やダストの形成の格好の化学反応の場を与えるであろうし、質量放出の材料を提供する貯蔵庫の役割を果たしていると考えられる。また、晩期 M 型星の周りで観測される水などのメーザー・スポットとも関係していると思われる。これまで恒星外層における様々な現象の理解にこのような要素は考慮に入れられておらず、それらの解明に分子光球は新たな知見をもらすと考えられる。しかしながら分子光球はようやくその存在が明らかになったに過ぎず、どのような星の周りに存在するのか、炭素星の周りにも存在するのか、それがどのように形成され安定に保持されているのか、その果たす役割は何か、など明らかになっていない。

2.4.3.3 AGB 星とダスト

AGB 星は中小質量星の進化末期の天体であり、強い質量放出現象を示す、この放出ガスはダストの重要な形成領域であり、シリケート・アルミナ・シリコンカーバイドなど多種多様なダスト放射が観測されている。

AGB 段階にある天体は強い脈動変光現象を示すものが多く、ダストの形成もそれに関係することが予想されている (e.g. Höfner et al. 2003). Onaka らは赤外線宇宙望遠鏡を用いたミラ型変光星のモニター観測を進めており、赤外線スペース天文台 *ISO* を用いた代表的なミラ型変光星 Z Cyg のモニター観測では、星の変光に伴ってシリケートを主とするダスト放射がどのように変化するかを調べた (図 2.36; Onaka et al. 2002). 結果、ダストからの放射は星が極大光度を向かえるところに (見掛け) 温度が最大となり、極小光度では温度が最低になること明らかにした。これは「ダストシェルの見掛け温度 = 内径の温度がダスト物性で決まっており、星の光度によらない」とする古典的描像とは完全に相反するものである。また、Spitzer 宇宙望遠鏡を用いた大マゼラン雲のミラ型変光星 HV2446・IRAS04544-6849 のモニター観測でも同様のシリケート放射の時間変動を観測したが、先述の変動に加え極大期付近においてダスト形成が起きている可能性を示唆する観測結果を得ている (Kamizuka 2011). これらの研究から中間赤外線モニター観測では、スナップショットの観測では探る事ができないダストの分布、形成タイミングやその過程の探究に有効であると期待される。Onaka らのグループはこれ以外にもいくつかの天体について中間赤外線モニター観測を実施しているが、先述の天体とは違いダスト放射があまり変化しないものもあり (主としてアルミナの放射が見えるもの; Miyata 1998), 統一的な描像はまだ得られていない。天体ごとに異なるであろう複雑な AGB 星周囲におけるダスト形成プロセスを理解するためには、今後このようなモニター観測のサンプルを増やしていくことが有効だと考えられる。

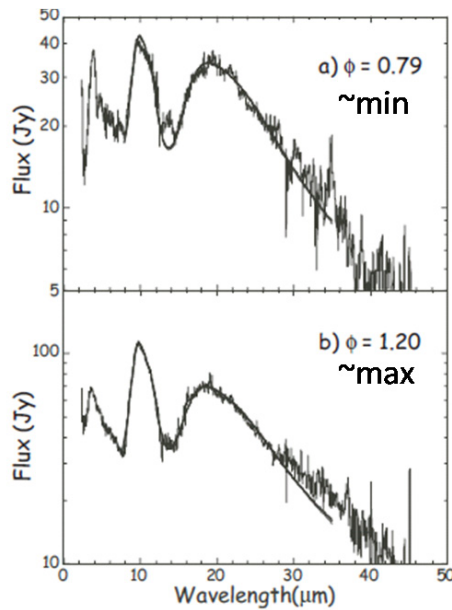


図 2.36: *ISO* によるミラ型変光星 Z Cyg の分光モニター観測の結果, 上が極小期, 下が極大期. 縦軸が log であることに注意 (Onaka et al. 2002).

2.4.3.4 TAO 望遠鏡による AGB 星の観測

分子光球の観測

銀河系内及び大小マゼラン雲を含む局所銀河群内の様々な巨星・超巨星, (ミラ型) 変光星の系統的な近赤外線スペクトル観測を行い, 分子光球がその星の表面温度や表面重力, 金属量とどのような関係にあるのかを明らかにする. 外層が膨れあがった低温の巨星は大気が分子によって支配され, その吸収帯の多くは赤外線領域にあるため赤外線観測が重要である. しかしながら赤外線観測は地球大気分子に妨げられ, 低温度星の観測は気球搭載や衛星搭載の望遠鏡及び地球大気吸収の合間をぬった FTS による観測に限られてきた. しかし TAO サイトにおいては一部 H_2O ($2.5\text{--}2.7\ \mu\text{m}$), CO_2 ($4.2\text{--}4.3\ \mu\text{m}$) 分子の吸収帯を除いて $1\text{--}5\ \mu\text{m}$ の波長帯で観測が可能となるため, 中分散分光器でもこれら巨星外層大気分子の観測が可能となり, 今までにない大規模で系統的な観測が行える. このような観測は TAO サイトでのみ可能である.

ミラ型変光星の分子光球運動の観測

ミラ型変光星については, その周期に沿って近赤外線及び中間赤外線分光モニター観測を行い, 分子光球の運動について明らかにしたい, ミラ型変光星では中心星の脈動に伴

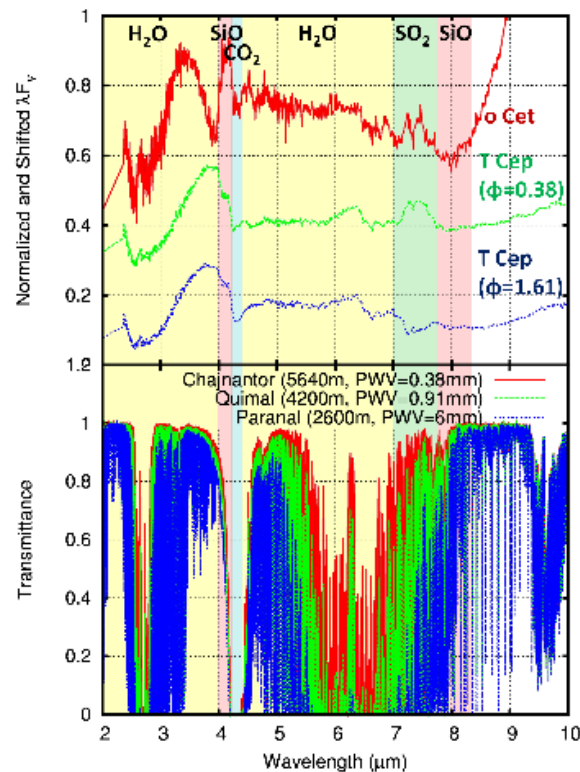


図 2.37: ミラ型変光星の近赤外線スペクトル (上) と大気透過率 (下), 上図は *o* Cet (赤), T Cep の変光フェーズ 0.38 (緑), 1.61 (青) の ISO/SWS により取得されたスペクトル. 下図は高度 2600m (Paranal; 青), 4200m (Quimal; 緑), 5640m (Chajnantor; 赤) で期待される大気透過率である. 上図から恒星によって, さらに変光の時期によって異なるスペクトルが観測される事がわかる. これは各分子の吸収・放射の複雑な変動に起因しており, スペクトル形状を詳細に観測・解析することで恒星大気の運動に迫る事ができる. TAO 望遠鏡が建設される Chajnantor では大気透過率が他の観測所に比べて良く, より質の良いスペクトルデータを継続的に取得することができる.

う分子光球の運動が考えられ, ダスト形成と強く結びついていると考えられる, 周期に沿ったミラ型変光星の分光モニター観測は ISO でも行われ, Yamamura et al. 1999 は T Cep で SO₂ 分子バンドが輝線スペクトルから吸収スペクトルへと変化することを発見した. また Matsuura et al. 2002 は 4 つのミラ型変光星のモニター観測から, H₂O 分子バンドは輝線成分と吸収成分が混じりあい, 時間変動することを発見した. これらの変動は脈動に伴って分子光球に形成される高密度領域の運動に起因していると考えられているが, このようなモニター観測は非常に限られており, その理解にはさらなる観測が必要である. TAO/MIMIZUKU は特にこのような観測に適している, 図 2.37 にミラ型変

光星の近赤外線スペクトルと大気の透過率を示す。先述の SO_2 分子バンドは波長 $7\text{--}8\mu\text{m}$ 領域で観測可能である。本波長域は水蒸気に起因する大気吸収により通常地上からの観測が難しいが、TAO サイトの Chajnantor では大幅に大気透過率が改善され、スペクトルのモニター観測が可能である。Yamamura et al. 1999 の観測では変光サイクル約一回のモニターが行われたが、1 変光サイクル後の T Cep の SO_2 分子バンドの形状は元通りにならず、変光サイクルと必ずしも同期しない様子が観測された。これは大気外層が脈動・変光より長いサイクルで運動している可能性を示唆しており、より長期のモニター観測で初めて理解できる現象である。 H_2O 分子バンドの時間変動も大変興味深い観測対象であるが、地球大気にも水蒸気が存在するため普通は観測が難しい。TAO サイトではこれらも観測が可能となり、特に他のサイトでは観測の難しい $5\text{--}7\mu\text{m}$ の波長帯の観測が可能となる。Matsuura et al. 2002 は H_2O 分子バンドの吸収・放射成分の変動を $2\text{--}4\mu\text{m}$ のバンド形状から調べたが、 $5\text{--}7\mu\text{m}$ の波長帯を抑えることで低温の H_2O の放射成分をより正確に制限する事ができ、これらのバンドを共に長期にモニター観測することで、詳細に H_2O 大気の運動を明らかにすることができる。

ミラ型変光星のダスト放射のモニター観測

先述の通り、中間赤外線分光観測によるミラ型変光星のダスト放射のモニター観測は、ダストの空間分布や形成のタイミングを調べる上で有効な観測手段だと考えられる。TAO 望遠鏡では宇宙望遠鏡や他の地上大口径望遠鏡では難しいモニター観測が可能である。そこで TAO/MIMIZUKU を用い、ミラ型変光星のダスト放射のモニター観測を、より長期間に、より多様なサンプルに対して行いダストの形成過程に迫りたい。

また、TAO/MIMIZUKU の特徴である広い観測波長は、ダスト放射の時間変動を正しく理解するうえで大きなメリットとなる。中間赤外線ではダストシェルの熱放射だけでなく中心領域から放射される連続波放射も一緒に観測される。このためダストシェルの放射変動からダスト形成の兆候を探るには、連続波放射の変動も正しく理解する必要がある。連続波放射は中心星に起因する黒体輻射的な放射と考えられがちであるが、分子光球に高密度に含まれる水に起因する連続的な放射も寄与する可能性がある (Ohnaka 2004b, Kamizuka 2011)。これらを切り分けるには中間赤外線だけでなく、近赤外線領域のスペクトルが重要な情報となる、これは近赤外線領域ではダストの熱放射は弱まり、中心領域からの放射を探るのに適しているためである。また、水の放射の寄与を抑えるためには、特に波長 $2\text{--}4$ 、 $5\text{--}7\mu\text{m}$ 付近に見られる水の放射・吸収バンドの時間変動を抑える事が重要である。過去の観測では中間赤外線のスペクトル観測と同時期に近赤外線スペクトルが抑えられる事は少なく、上記のような連続波放射の時間変動を正しく考慮する事が難しかった。TAO/MIMIZUKU は $2\text{--}38\mu\text{m}$ をカバーできるためこれらを同時に観測することができ、過去の観測に比べ詳細なスペクトル変動の解釈が可能となるため、ダスト形成

のタイミングと脈動の関係をより明確にすることができるだろう。このような都合のよい装置は他に無く MIMIZUKU の大きな強みであり、TAO 望遠鏡が活躍する研究分野だと言える。

2.4.3.5 惑星状星雲とダスト

惑星状星雲 (Planetary Nebulae; PNe) は、初期質量が $1-8M_{\odot}$ 程度の中小質量星の進化の終末期にあたる天体である。PNe の進化段階の前にあたる AGB 星とは対照的に質量放出を終えた天体であり、外層の質量が $\sim 10^{-3}M_{\odot}$ になると、外層が収縮して表面温度が上昇する。この為、HR 図上では水平に移動し、光度を変えず星の表面温度を上げながら、AGB 星から PNe に進化する事となる。この進化の過程で中心星の有効温度が $\sim 10^5\text{K}$ 程度と高くなると、強い UV 光を放射し始める。この UV 光によって、AGB 段階に放出されたガスが電離され始めると、電離されたガスは電子の再結合に伴い蛍光を発するので、惑星状星雲として観測される。更に進化が進むと、水素を含む外層の質量が水素殻燃焼と恒星風の効果によって減少し、有効温度が上昇していく。最終的に水素燃焼殻が不活発になり、白色矮星の冷却経路に沿って暗くなっていき、恒星は死を迎える。

AGB 段階のなかでも後期の質量放出が盛んな段階は $\sim 10^5$ 年程度とされており、典型的な中小質量星の寿命である 10^7-10^9 年に対して非常に短い。このため、現在観測可能な強い質量放出を行う AGB 星は存在数が少ない。更に、非常に強い質量放出を行っている AGB 星の周囲は、濃いダストが取り巻いているので可視光や近赤外線の観測では受からず、質量放出を今まに行っている天体を見つける事自体が困難であった。以上の原因より、中小質量星の質量放出メカニズムの詳細は未だ明らかになっていない。

一方、PNe 自体は殆ど質量放出を行わないが、PNe 周囲に存在するダストは、現在までに生成されてきたダストの歴史をさかのぼり知る事が出来るという点で、ダスト生成史を紐解き、中小質量星の質量放出メカニズムを明らかにする為の重要な情報を有している。この為、惑星状星雲周囲に存在するダストの観測は、ダストがいつ生成され、どのような環境下で進化し、破壊されていくのか、という、質量放出・ダスト生成メカニズムを明らかにする上で重要な観測となる。

2.4.3.6 TAO 望遠鏡による PNe の観測

PNe は中心星周囲に、球状のダストシェルをまとったもの (Round PNe) から、ダストトーラスを有し、双極状のローブを持ったもの (Bipolar PNe) まで様々な形状が存在する事が知られている (Balick & Frank 2002)、現在まで、様々な波長帯でこれらのダス

トシェルやダストオーラスの観測が行われてきたが、TAO 望遠鏡を用いたこれらの天体の観測について以下に記述する。

惑星状星雲周囲の低温ダストシェル (Round PNe) の $30\mu\text{m}$ 帯観測

ダストシェルの構造の詳細、つまりダストの質量分布や温度分布を明らかにする事は、AGB 段階の質量放出の様子を知る上で重要である。特に質量放出現象が AGB 段階でどのように起こっているかを知る事は、恒星進化の観点からも、また、宇宙のダスト形成を考える上でも非常に興味深い。もし非常に強い質量放出期 (e.g. 熱パルス現象) と弱い質量放出期が交互に繰り返されているのなら、強い質量放出期に生成された濃いダストシェルと、弱い時期に生成された薄いダストシェルが交互に重なっていく様な不連続に広がった構造を観測する事が出来るはずである。一方、恒常的に質量放出が起こっていた場合は、連続的なダストシェル構造を観測出来るはずである。

不連続に存在するダストシェルを有する天体が存在する事が、*IRAS*による観測 (Waters et al. 1994; Izumiura et al. 1995), *AKARI*による観測 (Izumiura et al. 2011), さらに *HSO* (Kerschbaum et al. 2010) 等の遠赤外線観測によって明らかになってきた。ただし、このシェル中のダスト温度は 50K 以下である事が示唆されており、非常に低温のダストである、前述の通り、PNe の星周のダストは AGB 段階に生成されたものであり、中心星から離れていくと温度が低くなる。逆に、より最近に起こった質量放出、ダスト生成を知るには、中心星により近いダストシェル、つまり温度の高いダストを観測する必要がある。近年の *AKARI* (Arimatsu et al. 2011) の中間赤外線観測によって、 50K の低温ダストシェルの内側に、更に温度の高い 100K のダストシェルが存在する事が初めて明らかにされた。これらの結果より、多波長での観測がダストシェルの詳細な構造を明らかにする為には重要である事は明らかである。

この様なダストシェルの構造の詳細を調べる為には、高空間分解撮像が必須である。また、観測対象となる 100K 程度のダストの熱放射は、 $30\mu\text{m}$ 帯にピークを持つ、このことから TAO/MIMIZUKU の $1''$ という高空間分解能の $30\mu\text{m}$ 帯の撮像性能は、この様なダストシェルの観測に非常に適している。

惑星状星雲周囲の低温ダストオーラス (Bipolar PNe) の $30\mu\text{m}$ 帯観測

質量放出量は、恒星となった時の初期質量から、白色矮星となり死ぬ時の質量の差分でだまかに知る事が出来る (例えば、初期質量が $1M_{\odot}$ の天体は、 $0.3M_{\odot}$ 程度の質量放出を行う)。しかしながら、放出された質量のうち、どの程度がダストとして生成されたのかを知る事は簡単ではない。生成されたダストが拡散し、温度が下がり密度が下がる為、これらのダストを観測する事が難しいからである。

PNe の幾つかは bipolar 構造を有しており、中心星の周囲にドーナツ状のダストオー

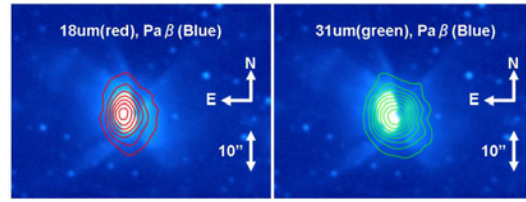


図 2.38: miniTAO/ANIR で取得された $\text{Pa}\beta$ のイメージに, miniTAO/MAX38 で取得された中間赤外線輝度分布のコントアを重ねた図 (左図は波長 $18\mu\text{m}$, 右図は波長 $31\mu\text{m}$) . $18\mu\text{m}$ では見られなかった冷たいダストの放射が, $31\mu\text{m}$ で見えてきている.

ラスを有している事が知られている. このダストトーラスは, 生成されたダストの質量の大半を担っていると考えられており, また, ダストトーラス中のダストは中心星の UV 光による破壊が行われない為, 様々なダスト種が生成され・成長している事が示唆されている (Kemper et al. 2002). ダストトーラスの中でも, 非常に濃いものは近赤外線でも見通す事が出来ない為, 現在までダスト減光の効果を用いて質量が算出されてきた. この方法で見積もったダストトーラスの質量は不定性が大きい事が指摘されており (Matsuura et al. 2005), 直接ダストの熱放射を見る事が重要である. 例えば, 惑星状星雲 NGC6302 のダストトーラスの温度は 120K 前後であり, 透過力の高い $30\mu\text{m}$ 帯 ($A_V \sim 100$ 等程度まで見通せる) で観測する事で, 初めてダストトーラス質量の正確な見積りをする事が出来る. TAO/MIMIZUKU は, この観測に非常に適した装置である.

TAO/MIMIZUKU の先行装置である miniTAO/MAX38 では, NGC6302 のダストトーラスの $30\mu\text{m}$ 帯での撮像に成功し, 濃いダストトーラスを $30\mu\text{m}$ 帯で観測する事が可能である事を示した (図 2.38). $18\mu\text{m}$ と $31\mu\text{m}$ の画像では異なる輝度分布を見る事ができる. これは $18\mu\text{m}$ 帯では見る事のできなかったより低温のダストの分布が $31\mu\text{m}$ 帯で見えてきているためと考えられる. TAO/MIMIZUKU では望遠鏡の口径が大きくなるため, より高感度・高空間分解能の観測が可能となり, ダストトーラスの詳細な観測を進める事で中小質量星からの質量放出やダストの形成量について新たな情報を得ることができる.

2.4.3.7 TAO/MIMIZUKU で探る古典新星周囲でのダスト形成とその後の進化

中小質量星に関連するダスト形成現象として, 古典新星のアウトバースト現象に伴うダスト形成も興味深い研究対象である. 新星アウトバーストに伴うダスト形成は古典新星のうち主として CO 白色矮星を親星とする天体でしばしば報告されている (Lynch et al. 2008; Evans et al. 1997). 理論的に期待される新星を起源とするダスト形成質量自体は超新星爆発や C-rich あるいは O-rich giants と比べて少ないが (Tielens et al. 2005), 系内の近

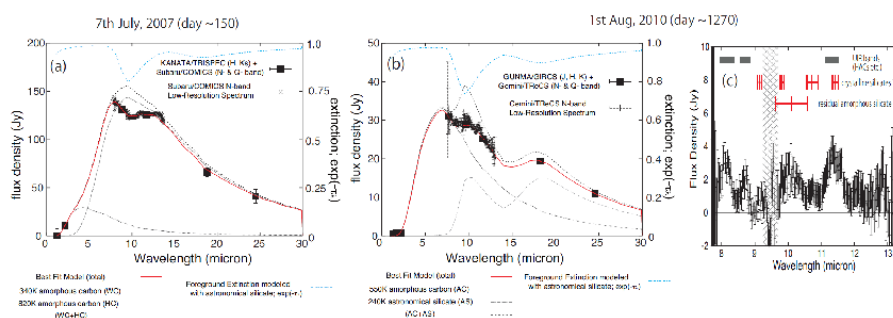


図 2.39: (a) 新星 V1280Sco のアウトバースト後約 150 日時点ですばる望遠鏡中間赤外線観測装置 COMICS と、かなた望遠鏡近赤外線観測装置 TRISPEC を用いて取得した近中間赤外線 SED, モデルフィットの結果, 2 温度成分の非晶質カーボンに $A_V \sim 4.0 \pm 1.0$ 等程度の前景のシリケイトによる減光が掛かったモデルで極めて良く再現される事が分かった. (b) アウトバースト後約 1270 日時点で Gemini 南望遠鏡中間赤外線観測装置 T-ReCS と、ぐんま天文台望遠鏡近赤外線観測装置 GIRCIS を用いて取得した近中間赤外線 SED, モデルフィットの結果, 非晶質カーボンに加えてアストロノミカルシリケイトの放射が必要で, $A_V \sim 5.5 \pm 1.0$ 等程度のアストロノミカルシリケイトによる減光が掛かったモデルで極めて良く再現される事が分かった. (c) アウトバースト後 1270 日時点で取得された N バンド帯スペクトルから, モデルの非晶質カーボンとアストロノミカルシリケイトの放射成分を取り除いた後の残差スペクトル, HAC や PAH を含むダストのバンド放射に加え, 非晶質シリケイトや結晶質シリケイトの対応する波長位置にバンド放射が見られる.

傍領域においても, ある程度頻繁に発生し, アウトバースト後も中心の白色矮星からのエネルギー供給が継続するのですぐに冷えきらず, 数年間以上にわたって形成されたダストの組成分析を踏まえた時間進化を捉える事ができるため, 重要なターゲットになる. これまでの観測から, いくつかのダスト形成を伴う新星の中間赤外線観測が行われており, その結果, 非晶質カーボンや水素化無定形炭素 (Hydrogenated Amorphous Carbons; HACs) を含む炭素質ダストと同時に, シリケイトダストも検出され, 複雑なダスト形成環境が示唆されるようになった (e.g. V705; Evans et al. 1997). 図 2.39a, 2.39b は, 最近のダスト形成を伴う新星 V1280Sco について, すばる望遠鏡中間赤外線観測装置 COMICS 及び Gemini 南望遠鏡中間赤外線観測装置 T-ReCS を用いて, アウトバースト後それぞれ 150 日目及び 1270 日目の複数時期に取得した中間赤外線 N バンド帯分光観測及び N バンド帯, Q バンド帯測光観測を基に得られた Spectral Energy Distribution (SED) である. ダストの放射に対するモデルフィットの結果, 1270 日目の SED を説明する為に, 150 日時点で見られなかった非晶質シリケイトによる放射の存在が明らかになった. また, 1270 日目に取得された N バンド帯のスペクトル中 (図 2.39 c 参照) には, HAC や結晶質シリケイトのバンド位置に対応する波長に放射 feature が確認され (図 2.39c 参照), 白色矮星の硬い輻射場の下に晒されたダストが一部アニーリングされた可能性が示唆される (Sakon et al. 2011).

こうしたダスト形成を伴う新星のアウトバースト後数年間の中間赤外線 SED の時間進化を TAO 望遠鏡の中間赤外線観測装置 (MIMIZUKU) を用いてより詳細な時間分解能で継続的に調査する事は、化学組成を踏まえてダスト形成過程を観測的に理解する上で決定的であり、また、 N バンド帯および Q バンド帯の分光データからは、化学組成を考慮したダスト形成過程とアニーリングあるいは結晶化を含めた化学進化を観測的に直接捉えることが可能になる。このようにして得られる結果は、実際の宇宙空間での星周放出物質を起源とするダスト形成理論の観測的実証にも大きなインパクトを与えることが期待される。

2.4.4 分子雲におけるダスト形成

宇宙のダスト収支の問題を解く鍵として近年クローズアップされているのが分子雲中で起こるダストの成長プロセスである。ダストは主に金属原子によって構成される物質なので、その形成には金属原子同士が数多く相互作用できる環境が必要である。分子雲は星間空間よりも密度が高く、ダストが成長する可能性は大きい。実際これまでの吸収量などの測定から分子雲中のダストは一般星間空間のダストに比べてサイズ成長が見られることが示唆されている (図 2.40; Kandori et al. 2003)。

しかしこれまでの観測だけでは揮発性ダスト (氷的な物質) がダスト表面に凝固したのか、あるいは星間空間でも生き残れるような不揮発性ダスト (シリケートなど) が増えたのか区別することは難しい。これを解く鍵は中間赤外線によるダスト吸収の分光観測にある。中間赤外線にはシリケートやアルミナなどのダストフィーチャが多数存在しており、その形状はダストの組成/サイズに大きく依存する。これを詳しく調べることで分子雲中のダストの状況を正しく理解することができるようになる。特にダストフィーチャが豊富で、分子雲の最も濃い領域でも吸収が飽和しない $20\mu\text{m}$ での観測は重要であり、TAO 望遠鏡による観測が有効であると言える。例えば吸収を測る光源として最適な K 型巨星は、距離 150pc で (吸収フリーで) 130mJy の明るさであり、TAO/MIMIZUKU を使えば 4 時間積分で $S/N > 20$ の分光観測が実現できる。これは他の地上望遠鏡では到底達成できない感度である。K 型巨星は見掛けの星密度が比較的高く、同じ分子雲中で複数のサンプルを取ることができるので (例えば Taurus 領域では、領域内に背景 K 型巨星は ~ 20 個存在する)、各場所での吸収プロファイルを他の諸相 (ダストの可視光吸収 A_v や、ガス密度、ガス温度など) と比較することで、ダストがどのように形成し成長していくのかを明らかにできる。

上の研究提案は比較的進化が進んだより薄い分子雲についてのものであるが、ダスト成長速度が密度に敏感であるとするより密度の高い、若い分子雲で成長が進んでいる可能性もある。このような天体は Infrared Dark Clouds (IRDCs) と呼ばれ、これ

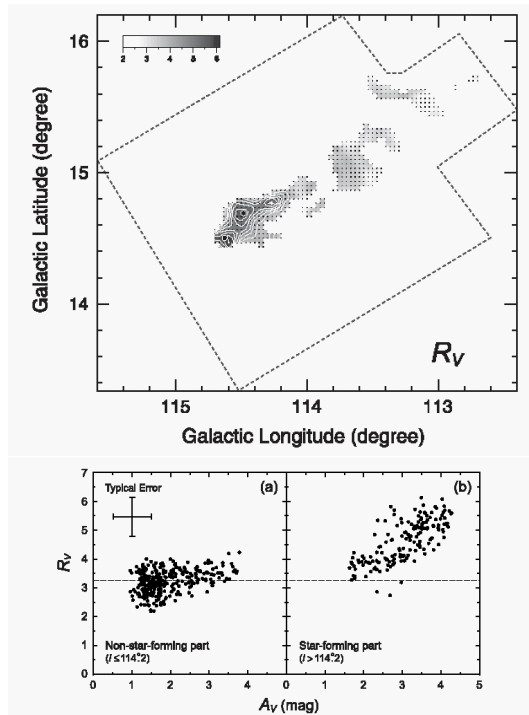


図 2.40: L1251 で観測されたダストの成長の様子 (Kandori et al. 2003).

までに 10,000 個程度が知られている (Simon et al. 2006). Spitzer 宇宙望遠鏡による GLIMPSE/MIPSGAL サーベイ観測によって, このような天体のうち 1/4 ではダスト温度が 100K 近くまで温められており, $24\mu\text{m}$ で輝いていることが明らかとなった (図 2.41; Staguhn et al. 2008). このような天体のダスト放射を空間的に, また分光的に詳しく調べることができれば, 高密度分子雲中でダストの成長が起きているかを知る重要な手がかりが得られる. また, 100K 程度まで暖まったダストは表面の揮発物質を分子層に戻すので, その分子を近赤外線あるいは電波観測によって調べダスト放射と比較することで, 分子雲中のダスト表面で何が起きていたかを化学的に知ることもできる. 電波や近赤外線のガス相と比較するにはコアを詳しく分離してみていく必要があり, $20\text{--}30\mu\text{m}$ 帯での高い空間分解能が必要であり, TAO 望遠鏡での観測が強くのぞまれる.

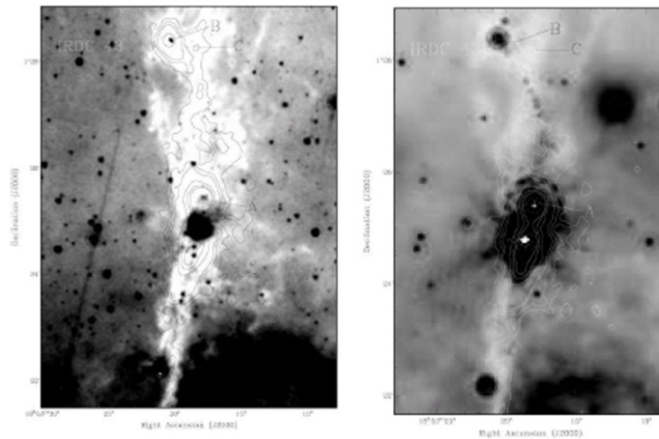


図 2.41: Spitzer/GLIMPSE で観測された "Active" Infrared Dark Cloud, グレイスケールは反転した $8\mu\text{m}$ 画像 (白いほど実際は黒く見える) (左) と $24\mu\text{m}$ 画像 (右). コントアは 1.2mm の連続波 (Staguhn et al. 2008).

2.5 太陽系内天体

太陽系は太陽のほか8つの惑星や準惑星、彗星や小惑星などの小天体からなっている。これらの観測研究は惑星の構成や進化、あるいは太陽系全体の歴史を考えるうえで非常に興味深い。特に近年、太陽系以外の星にも惑星系が多数見つかっており、これらとの比較の上でも太陽系内天体の観測の重要性は高まっている。ここでは金星、木星 (およびその衛星)、彗星、小惑星の観測研究について述べる。

2.5.1 金星

2.5.1.1 金星研究の背景

金星は地球とほぼ同等の質量・大きさであり、古くから双子惑星として親しまれてきた。しかし、その惑星環境は似ても似つかないものであることが、1960-1970年代の米ソ探査機による観測によって分かってきた。つまり金星は二酸化炭素大気からなり、その温室効果により、地表面は95気圧、740Kという高圧・灼熱環境である。また濃硫酸の厚い雲が60-80 kmに存在しており、紫外光・可視光・中間赤外光ではこの雲での散乱光または熱放射を見ていることになり、雲層以下の情報を得ることはできなかった。しかし Allen and Crawford (1984) によって金星の下層大気情報を抽出することができる大気の窓領域が特定の近赤外波長 ($1.7\mu\text{m}$, $2.3\mu\text{m}$) にあることが発見されて以来、地上観測

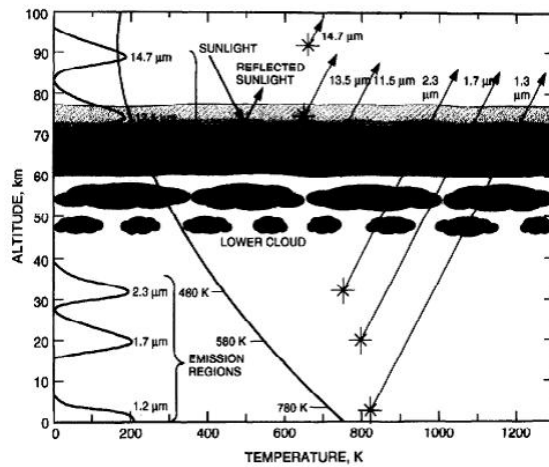


図 2.42: 金星大気構造と各波長が有する高度情報 (Taylor, 1998)

や米欧 (Galileo や Venus Express) の探査機によって、この近赤外波長を用いた詳細な観測が行われるようになり、ようやくリモートセンシングによって立体的な金星大気構造の推定ができるようになってきた。金星の大気構造と特定の波長が有する高度情報を図 2.42 に示す。

金星大気ダイナミクスの特徴として「スーパーローテーション」の存在があげられる。これは金星の自転が、非常にゆっくり (1.8 m/s) 西向きに回転しているのに対し、雲層高度では自転速度の約 60 倍 (100 m/s) の速さで同じ方向に高速回転している現象のことである。地球の自転速度 (450 m/s) に対して偏西風の典型的な速度が 100 m/s であることを考えると、この現象は大変特異なものであることが分かる。このスーパーローテーションの生成・維持メカニズムとして (A) 「子午面循環と渦粘性」、(B) 「雲層で励起された熱潮汐波による大気加速」、(C) 「下層で励起された赤道ケルビン波による大気加速」(図 2.43) が数値シミュレーションによって提唱されているが今のところ定説はないようである。

2.5.1.2 地上観測による雲層付近の大気波動の検出・雲層温度の長期モニタリング

今回我々が提案する中間赤外観測は、先に示したスーパーローテーションの生成・維持を説明するメカニズムにおいて、不可欠な熱潮汐波やケルビン波といった大気波動の検出を雲層高度において試みることである。まず同様に雲層付近の情報を得ることのできる紫外波長について述べる。図 2.44 は米探査機 Pioneer Venus が紫外波長で連続的に撮

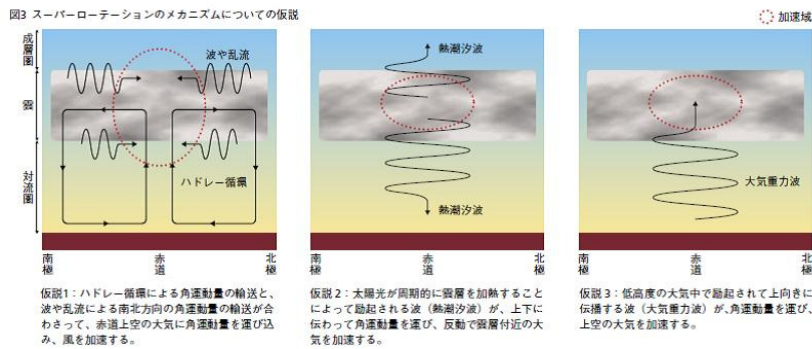


図 2.43: スーパーローテーションの生成・維持に関するメカニズム (今村, 2007)

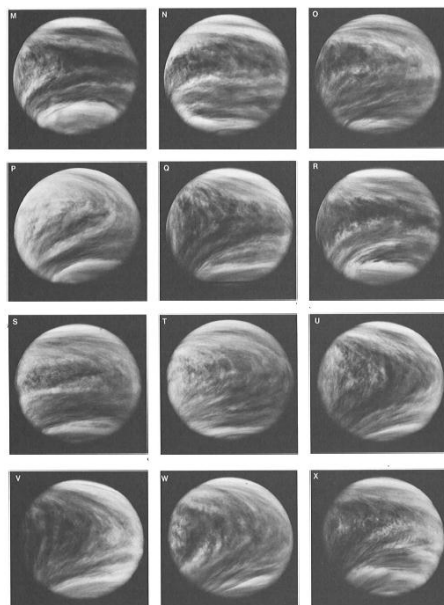


図 2.44: 米探査機 Pioneer Venus によって撮像された金星紫外イメージの時間変動 (左→右, 上→下). 赤道域では、この濃淡模様が約 4-5 地球日かけて 1 周する (Rossow et al., 1990).

像した金星イメージである。この模様は未知の吸収物質（「何かによる吸収」であることは分かっているが、吸収物質は同定されていない）の濃淡を表現していると考えられている。赤道域では、この濃淡模様が約 4-5 地球日かけて 1 周することが知られている。先行研究では数時間内に撮像された画像を比較し、微細な濃淡模様を追いかけることにより、雲層付近における 2 次元風速場を導出し、熱潮汐波やケルビン波に由来すると思われる

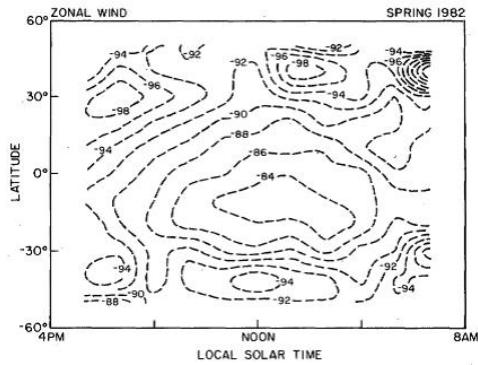


図 2.45: 米探査機 Pioneer Venus の金星紫外イメージから導出した風速ベクトルのローカルタイム-緯度分布. 東向きの風を正にとってある. 赤道域では正午に風がもっとも弱く, 夕方に向けて強くなる波数構造が見える (Del Genio and Rossow, 1990). 但し紫外イメージのためローカルタイムは昼間 (この場合 8AM-4PM) に限定されている.

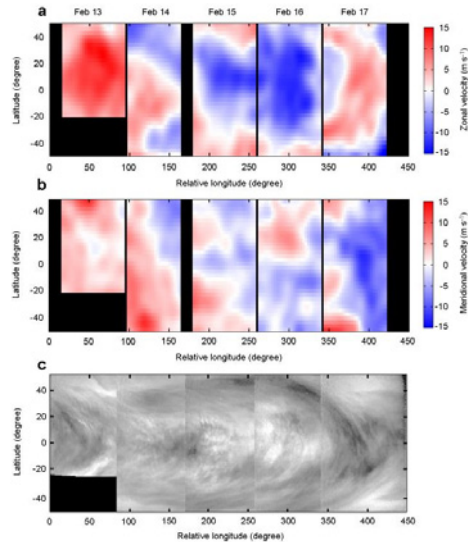


図 2.46: 米探査機 Galileo の金星紫外イメージから導出した風速の変動成分の緯度分布. a (東西風方向), b (南北風方向), c (Galileo/SSI の紫外イメージ, 5 地球日分のデータを並べてある). 赤(青)色は平均風速より西(東)向きに風速が大きい領域を示している. 赤道域では, 平均風速からの変動が 4-5 地球日で 1 周するのが分かる (Kouyama et al., submitted).

構造を導出している (図 2.45 及び図 2.46).

金星中間赤外波長における典型的なスペクトルを図 2.47 に示す. 中間赤外波長 $10 \mu\text{m}$ ($= 1,000 \text{ cm}^{-1}$) で得られる熱放射は, 主に雲層付近の温度場を反映しており, 昼・夜面

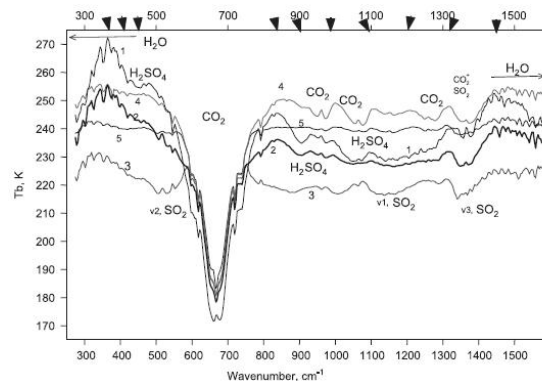


図 2.47: ソ探査機 Venera 15 号によって観測された中間赤外波長域における金星スペクトル。横軸は波数 (cm^{-1})、縦軸は輝度温度 (K) を示している。667 cm^{-1} に二酸化炭素の強い吸収スペクトルがある (地上観測では見えない)。この吸収スペクトルの wing 部分での熱放射は雲層温度を反映していると考えられている (Zasova et al., 2007)。

に関係なく情報を得ることができるという利点がある。さらに東方及び西方最大離角付近で観測を行う事によって、かなりのローカルタイムを網羅したデータを得ることが可能となる。

紫外イメージを用いた上記のような大気波動研究は、風速ベクトルの精度に依拠しており、これは高空間分解能画像が得られる探査機データならではの研究である。しかし、紫外波長は常に昼面の情報しか得ることができず、特に地上観測の場合、得られる経度範囲 (ローカルタイム) はかなり限定されてしまう。また濃淡模様は風速場を反映していると考えられているが、吸収物質の素性がはっきりしない (雲粒子による吸収であれば雲の移動=風速とみることができるが・・・) 以上、他波長観測による相補的な理解が必要であることはいうまでもない。

これまでの金星中間赤外波長における探査機観測としては米探査機 Pioneer Venus の Orbiter Infrared Radiometer (OIR) やソ探査機 Venera 15, 16 号の Fourier Spectrometer (FS) が挙げられるが、探査機観測によって最初に 2 次元イメージを取得したのは、日本の金星探査機「あかつき」の中間赤外カメラ LIR である。しかしそれも金星軌道投入失敗後に撮像した僅か 2 枚の画像のみであり、2 次元温度場の長期時間変動を追った例は過去にない。TAO の場合、10 μm における回折限界は 0.4" であり、最大離角付近 (視直径: 45") では空間分解能が 100 km となる。「あかつき」が金星周回軌道に入っていれば、LIR は遠金点で空間分解能 70km の金星 2 次元イメージを地球に送ってくるはずであったことを考えると、これは探査機観測にも十分匹敵する空間スケールであるといえよう。従って、上記のような大気波動の検出を地上の大型望遠鏡で行う意義は甚だ高いといえる。最近の欧探査機 Venus Express データを使った研究ではスーパーローゼーション

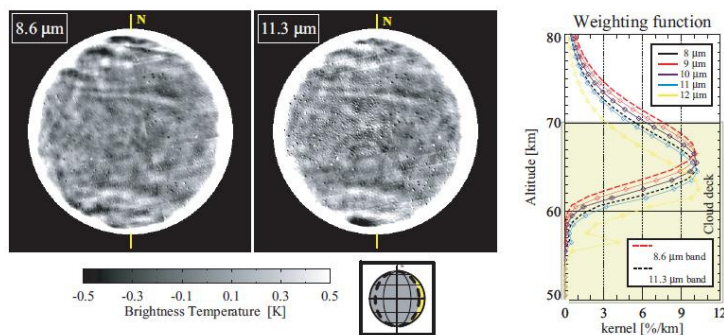


図 2.48: すばる望遠鏡の COMICS によって撮像した金星画像にハイパス処理をしたもの (左). 0.5 K 程度の振幅をもつ微細構造が発見されたものの, その正体はまだ分かっていない. 両波長とも雲層付近の温度場を反映している (右) (三津山ら).

ンの速度の時間変動についても研究がなされている. スーパーローテーションは約 4.4 地球日で金星を 1 周しているが, その速度は一定ではなく加速・減速時期が約 1 金星年周期で周期的に繰り返す現象があるという (神山ら). この現象は地球の赤道域成層圏準 2 年振動 (QBO) との共通性が示唆されている. QBO は東西風速だけでなく温度場にも周期的な変動を及ぼすため, 輝度温度の時系列データから金星での QBO 的変動の検出を試みることは比較惑星学的な観点からも興味深い. 大型地上望遠鏡を用いた (おそらく唯一の) 金星中間赤外観測例として, すばる望遠鏡 COMICS を用いた観測 (三津山ら) がある (図 2.48). 彼らの解析によると, 微細構造を抽出するためハイパス処理をした金星画像には, 輝度温度にして 0.5 K 程度の振幅を持つ微細構造 (空間スケール: 100 km) が存在するという. この微細構造の正体は地球で見られる対流セルのようでもあるが, 未解明である. こうした微細構造の正体を理解するためには, 例えば紫外イメージで見られるような模様の時間変動と対応付けて考察する必要がある. そのためには頻度の高い観測が必要不可欠となるが, すばる望遠鏡のようなプロポーザル型の観測では非常に機会が限られており困難である.

頻度の高い観測とは, 理想的には東方及び西方最大離角付近において, 毎日データを取得することである. 金星が観測できるのは, 日の出・日の入りの数時間前後であり, こうした観測は他の研究課題の妨げとはならない (むしろ同時にできるメリットである). 惑星の大気現象を理解する上で長期間にわたる良質なデータの収集は非常に重要である. そのため探査機データによる研究はこの分野に様々なブレイクスルーを生んできたが, そういった機会は稀である. これまでに述べてきたように金星の中間赤外波長域は, 「スーパーローテーション」を解明する上で重要な鍵の一つでありながら, 十分な観測がなされてこなかった. 我々は是非 TAO によって金星大気研究に対して新たなブレイクスルーを

生み出したいと思っている。

2.5.2 木星

2.5.2.1 木星観測の背景

地球を始め、木星、土星など、惑星内部を起源とする固有磁場を持つ。それらの磁場は太陽風とバランスする領域を形成し、この構造が磁気圏と呼ばれる。いずれの磁場を持つ惑星も、磁極の周囲、すなわち南北極の周囲にオーロラが観測されている（大気が極めて希薄な水星は例外）。地球の磁気圏内のプラズマは、主に磁気圏に浸入した太陽風プラズマ（即ちプロトンプラズマ）である。これらが、何らかの加速を受けて、磁力線に沿って地球に向かって降下、電離圏大気と衝突・励起させるのが、オーロラ発光のメカニズムである。つまり、地球のオーロラは太陽活動に密接に依存していることが容易に予想される。実際、爆発的に明るいオーロラが見られる、「オーロラ・ブレイクアップ」と呼ばれる現象が生じやすいのも太陽極大期である。地球磁気圏内には、プラズマ計測器を積んだ探査機が多数送り込まれ、太陽風プラズマが磁気圏に浸入し、更にオーロラなどの磁気圏現象を引き起こす過程が詳細に調べられている。

1970年代、アメリカ探査機パイオニアが木星に接近した。このとき、強い磁場が観測されたことで木星磁気圏が存在し、それは地球磁気圏より遥に大きいことが明らかになった。それだけではなく、太陽風プラズマだけでは説明できないような重イオン（硫黄、酸素、ナトリウム等）が検出されたことで、磁気圏内に重イオンプラズマ源があることが予想されてきた。1978年、やはりアメリカ探査機ヴォイジャー1号が木星衛星イオに接近、そのとき得られた画像を解析したNASAの研究者、リンダ・モラビトが、イオに火山を発見した。その火山の噴出は、高度300km（イオの直径は3,600km）に達していて、地球の火山と比べても非常に大規模なものである。この発見により、木星磁気圏内部に観測される重イオンプラズマが、イオの火山性ガスを起源としていることが明らかになった。火山性ガスがイオの大気を構成する。上層大気は、太陽紫外線を受けて電離し、電離圏プラズマとなる。

木星の固有磁場により形成される木星周囲の磁力線は、木星の自転に伴い、10時間周期で共回転する。この共回転磁場は、イオの軌道では74 km/s の速度を持つ。それに対してイオの公転速度は17km/s、よってイオの電離圏は、木星の磁場中を57km/sで移動する導体とみなすことができる。よって、イオの木星側から半木星側に電圧がかかるが、イオ単体では電流回路を作ることができない。この結果、イオと木星を結ぶ木星の磁力線が導線として作用し、イオと木星南北両極の間に電流が流れる。この電流計のうち、木星南北両極電離圏に上向き電流が生じる。これは下向きの電子の流れを意味する。この降下電子により、木星電離圏大気が励起され、オーロラとして発光する。このオーロラは、イ

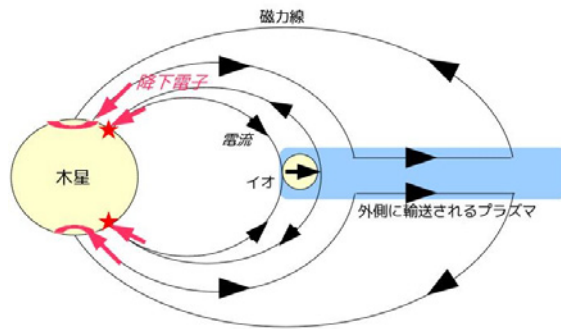


図 2.49: イオの火山性プラズマが木星磁気圏を移動することにより生じる電流系と木星オーロラ

オと木星を結ぶ磁力線の木星側の「足跡」に観測されるため、「Io footprint aurora」と呼ばれる。

一方、イオの電離圏プラズマは、イオに留まって、footprint aurora を生成するために導体の役割を果たし続けるわけではない。次々にイオを追い抜いていく木星の磁力線に拾われ、イオから内部磁気圏へ放出される。このように、イオから木星内部磁気圏へ供給される質量は、1 ton/s にもなると言われている。イオを脱出したプラズマは、木星磁場の支配下にあるから、木星の自転と同期し、約 10 時間で木星を一周する共回転運動をする。共回転運動するプラズマには大きな遠心力がかかり、即ち共回転しつつも木星磁気圏の外側へと徐々に運ばれる。イオは木星から、5.8 木星半径に軌道を持つが、このプラズマが 20-30 木星半径に達したとき、いよいよ木星磁場の影響は衰えを見せ始める。プラズマの共回転角速度が落ち始めるのである。即ち、プラズマの共回転と木星磁場共回転にギャップが生じることになる。よって、イオの電離圏同様、このプラズマは導体として作用するようになり、図 2.49 のような電流計が生じ、イオの footprint aurora よりも高緯度に環状の「main oval」と呼ばれるオーロラが観測される。

ここに挙げた、footprint aurora 及び main oval オーロラ、どちらもイオに火山が存在し、プラズマが供給されるからこそ観測される現象である。近年、イオからの熱輻射フラックスを測定し、イオの火山活動や火山性ガスの供給量に変化があることが指摘されている。しかし、その変化に対して木星磁気圏がどのように応答するかは観測的に研究されていない。ここでは、下記に挙げる、イオの火山、木星オーロラ両方を観測し、比較することを提案する。

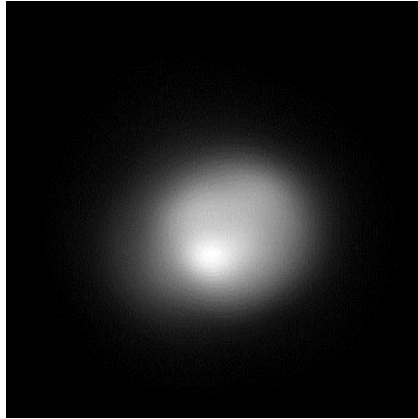


図 2.50: Rathbun et al (2010) が IRTF を用いて得た $3.5\mu\text{m}$ のイオのイメージ。左下に活動中の火山が見える。

2.5.2.2 イオ火山活動の観測

イオの火山の中心部の温度は 1000 K 以上、火山から発生した溶岩は 500 K 程であることが知られている。即ち、イオからの近赤外線放射フラックスは、火山活動に応じて大きく変化する。Rathbun et al. (2008) などは、IRTf にて $3.8\mu\text{m}$ に於けるイオの熱輻射フラックスを計測し、1980 年より近年に至るその火山活動の変化を得ることに成功している (図 2.50)。また、辛うじてイオの火山を分離することにも成功していて、どの火山に変化があったか、凡その見当もつけている。ただし、近赤外線帯に於ける太陽光フラックスも無視できない。任意の時刻に観測を行っても、得られるのはイオ表面で反射した太陽光とイオの熱輻射の混合物なのである。先行研究は、この問題を避けるため、イオが木星の影に入った、即ちイオに太陽光が当たらない状態を選んで、観測を行ってきた。しかし、この手法には重大な問題がある。イオの公転周期と自転周期は完全に同期しているので、イオは常に同じ面を木星に向けている。よって、近赤外線観測では、イオの木星側半球しか観測できない。これは、イオの反木星側半球にある火山が、木星磁気圏に影響し得るような活動を起こしても、観測されないことを意味する。そこで、我々は中間赤外線帯である $10\mu\text{m}$ での観測を提案する。この波長は、凡そ 300 K の黒体輻射のピークに相当する。火山活動に伴う温度にしては些か低温に見える。しかし、イオ表面が太陽光による加熱のみで達成できる、太陽放射との平衡温度は高々 150 K である。即ち、 $10\mu\text{m}$ でもイオの火山活動の監視ができることが分かる。

東京大学と東北大学による共同チームは、2009 年より東京大学チリ・アタカマ天文台に於いて、中間赤外線帯でのイオの観測を開始し、その時間変動を捉えることに成功している実績がある。ただし、この観測に用いられているのは、口径 1 m の望遠鏡であり、視

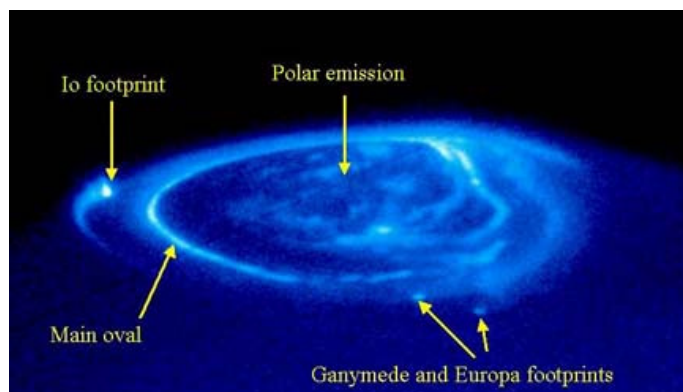


図 2.51: ハッブル宇宙望遠鏡で得られた木星北極周辺の紫外線オーロラ (Clarke et al., 2004). イオ以外の衛星の footprint aurora も存在するが、イオのものが最も顕著である。

直径が 1 秒角に過ぎないイオの火山空間分解することはできない。しかし、本 TAO 計画では、 $10\ \mu\text{m}$ に於ける回折限界が、0.4 秒角を下回る見込みである。つまり、本計画を実現し、イオをイメージング観測すれば、中間赤外線に於いても、その全体的な火山活動のみならず、大まかな個々の火山の分布まで得ることができるのである。

日米欧では、それぞれ木星へ探査機を送るミッションが、進行中であったり計画されている。これらのミッションにより、多数の木星磁気圏現象が観測されることが期待され、その多くはイオの火山の影響を受ける可能性がある。しかし、これらのミッションにイオの火山活動そのものを観測する予定はない。よって、本計画を推進しイオの火山活動を得ることは、世界的なサイエンスの発展にも大きく貢献する。

2.5.2.3 木星オーロラの観測

木星のオーロラは、磁気圏からの降下電子によるエネルギー供給で引き起こされる発光で、X 線、紫外線、可視光、紫外線という多岐に渡る波長域で確認されている。近赤外線に於いては、木星電離圏分子イオンの H_3^+ の発光が有名である。特に H_3^+ の $3.4\ \mu\text{m}$ 発光は、この波長の太陽光を木星大気中のメタンが吸収するため、オーロラ発光のみを純粋に観測することができる。図 2.52, 2.53 に示すように、過去の IRTF を用いた観測で、この波長帯に於いては、Io footprint オーロラ、main oval オーロラ、双方が確認されている。6m 望遠鏡を用いてこれらを観測すれば、これらのオーロラを詳細に分離することもできるし、また潤沢なマシンタイムでその時間変化を追うことも可能になる。

地球には観測されない木星特有のオーロラとしては、成層圏オーロラも挙げられる。気象現象が起きる対流圏に接する成層圏は、電離圏と異なり中性ガスを主とする大気であ

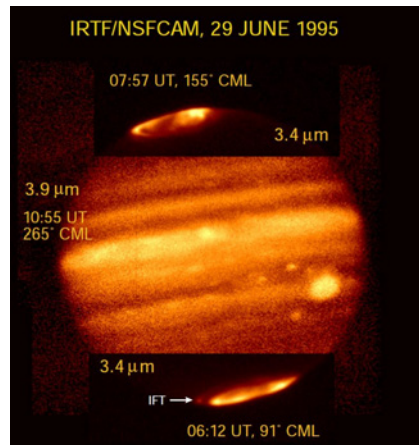


図 2.52: IRTF で得られた木星の赤外線オーロラ (Sato et al., 1998). 南極付近に示される IFT は、イオの footprint aurora を示す。

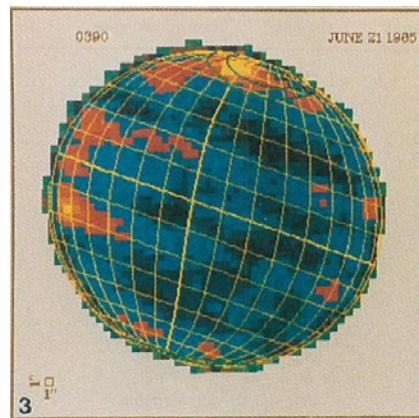


図 2.53: IRTF で得られた木星成層圏メタンのオーロラの発光 (Caldwell et al. 1988).

る。成層圏が、磁気圏からの降下電子で加熱され、メタンやエチレンなどの有機物が近・中間赤外線帯で発光するのである。

ここでは、 $7.8 \mu\text{m}$ のメタンの発光を提案したい。このメタンオーロラの研究は、1980 年代、Caldwell et al. (1988) らにより、IRTf を用い幾分盛んに研究された時期もある。しかし、当時用いられたのは、一次元撮像素子であり、自転が早い木星に対し、スキャン観測をするという非効率なものであり、「極域の成層圏メタンの発光はオーロラである」との結論に至ったに留まる。つまり、この成層圏オーロラが、「どのようなタイムスケールで変化するのか」「イオの火山や太陽風にどのように依存するのか」、といった問題は

一切解決されていない。また、電離圏 H3+に加えて、成層圏メタンオーロラを観測すれば、磁気圏から木星に降下する電子のエネルギーやフラックスを推測することができる。つまり、太陽風やイオの火山活動によって、どの程度木星磁気圏が刺激を受けたかを調べる鍵になるのだ。

また、成層圏に存在するエチレンのオーロラ発光の輝線が、13.7 μm にある。この波長はわずかに大気窓からはずれており、地上観測の例は無い。しかし、チャナントール山の 5,600m という高度であれば、観測できる可能性がある。今まで宇宙探査機による独壇場であった惑星他波長観測を地上で現するポテンシャルを、TAO 計画は有している。

2.5.2.4 本研究を TAO 望遠鏡で行う意義

上記に挙げた現象の多くは、個別には詳細に調べられてきた。しかし、磁気圏現象の多くは、時間変化に富み、またお互いに関連している可能性が高い。取り分け、イオの火山活動の木星磁気圏に於ける重要性は、古くから指摘されながらも、その具体的な役割は調べられていない。しかし、TAO 望遠鏡ならば、イオの火山活動、木星のオーロラ、両方を観測することができる。イオと木星の見かけの距離は、最大 2 分角であり、双方を観測することで生じるコストも小さい。この観測を木星の衝の時期に 1 か月間毎日行えばイオ火山・木星オーロラの双方の時間変化の詳細を比較できる。また、main oval や Io footprint オーロラを鮮明に区別できる TAO 望遠鏡ならば、イオ火山の木星磁気圏への具体的影響を議論する機会がもたらされる。

2.5.3 彗星

我々の太陽系は惑星・準惑星以外に、数多の小天体で構成されている。小天体は見かけの形状から彗星と小惑星に分けられ、コマや尾を伴う天体は彗星、伴わない天体は小惑星と区分される。

2.5.3.1 彗星核と原始太陽系星雲

彗星核は、氷と塵という形成温度が大きく異なる物質から成る「汚れた雪玉」であるが、そのふるさは原始太陽系星雲中の小惑星帯外縁部から太陽系外縁部まで広がる大惑星形成領域だと考えられている。彗星氷はその多くが水であり、他に二酸化炭素・一酸化炭素などが主成分を占めている。一方、彗星核に含まれる固体微粒子は、もともと星間空間にあった主に 0.1 μm 以下程度の非常に小さな塵などを起点に、原始太陽系星雲の中で衝突合体を繰り返すことで成長して徐々に大きくなり、やがては微惑星形成時に氷とともに

彗星核の中に取り込まれたと考えられている。つまり彗星は原始太陽系星雲中の微惑星そのものといってもよく、また氷と塵で形成された後にその内部は熱変成を殆ど受けていないため、太陽系形成初期の情報を保持している貴重な天体だと考えられている。

2.5.3.2 彗星塵

彗星の塵は、主にカンラン石 (Olivine) や輝石 (Pyroxene) といった、宇宙の様々な領域でも見られるシリケート (ケイ酸塩) が卓越していると考えられている。中間赤外線波長帯 ($5 - 50\mu\text{m}$) には、この主要な固体微粒子であるシリケートの特徴的なスペクトル・フィーチャが存在し、実際にこれまでに多くの彗星でこのシリケート・フィーチャが観測されている。特に彗星では、そのスペクトル中に結晶質シリケート・フィーチャが観測される例がしばしばであるが、結晶質の存在は高温環境下を経験したことを示唆している。これまで星間塵には結晶質の確実な証拠がないため、彗星の結晶質鉱物は太陽系内での加熱によるものと考えられるが、彗星ではこの高温生成物の結晶質シリケートが低温凝縮物の氷と共存しており、その生成過程には謎も多い。

この 15 年は、モデルによるスペクトルの再現などの手段を用いてこのフィーチャの形状を調べることで彗星塵の鉱物組成や粒径についての研究に大幅な進展が見られたが、ISO や Spitzer などの衛星観測を除けば、地上観測は大気による制約上殆どこれまでは $10\mu\text{m}$ 帯を中心に研究が行われてきた。しかし $10\mu\text{m}$ 帯のスペクトル・フィーチャだけでカンラン石と輝石を完全に分離することは難しく不定性が残るのも現状である。シリケートのフィーチャは $20\mu\text{m}$, $30\mu\text{m}$ 帯、あるいはさらに長波長にも存在するが (Chihara et al. 2002, Koike et al. 2003), 地上からは $30\mu\text{m}$ 帯は観測が難しく、赤外線衛星によるスペースからの観測に頼らざるを得ない状況であった。例えば ISO による Hale-Bopp 彗星や Spitzer によるテンペル彗星 (9P/Tempel) の観測は $10-30\mu\text{m}$ 帯を幅広くカバーしていたため、非常に詳細にスペクトルの検証をおこなうことができ、彗星塵に関する知見を大幅に広げることができた Crovisier et al. 1997, Lisse et al. 2006. しかし、一方で衛星観測には観測時期・観測条件などに大きな制約があり、彗星観測に適した時期に観測できる可能性は決して高くはない。すばる+COMICS や Gemini などの地上観測は、これまで $20\mu\text{m}$ 帯までに制限されてきたが (例えば Sugita et al. 2005, Harker et al. 2005), **TAO が $30\mu\text{m}$ 帯をカバーできれば、スペース観測に並ぶようなこれまでにない詳細な彗星塵の研究が地上からも展開できるはずである。**

上記のように、彗星の中間赤外線スペクトルをモデルで再現する際には、幅広い波長帯をカバーできていることが望ましい。彗星ダストの主構成要素であるシリケート鉱物は、そのスペクトルの $10, 20\mu\text{m}$ 付近に broad な放射フィーチャを示し、そのフィーチャの強度と形状は、ダストの鉱物組成推定の大きな手がかりとなる。また $34\mu\text{m}$ には結晶質シリ

ケイトに由来する放射フィーチャが見られるが、このフィーチャはカンラン石の方で強く、また $10, 20\mu\text{m}$ 帯のフィーチャが弱いようなある程度粒径の大きな ($>1\mu\text{m}$) ダストでもフィーチャが見られるという報告があり (Vandenbussche et al. 2004), ダストの粒径分布や結晶質鉱物の存在比をより決定的に求める際に重要な手がかりとなる可能性がある。

一方で、熱放射の短波長側の観測も同様に重要である。太陽から数天文単位程度の距離にある天体では $5\mu\text{m}$ よりも長い波長域のスペクトルでは熱放射が卓越している。特に彗星塵の場合、様々な粒径の塵からの熱放射が重なり合うように寄与しており、特に小さく黒い塵 (炭素質あるいは有機物など) であれば、太陽放射との熱平衡温度の 2 倍近い温度になることも予想される。こうした塵はスペクトルの短波長側に大きく寄与することになる (Tang et al. 2009)。したがって、この $3\text{--}5\mu\text{m}$ 付近の輝度を正確におさえることは、彗星塵の温度、ひいては組成と粒径分布を正確にとらえるためにも重要である。

彗星活動は日心距離によっても変化するため、同時あるいは近接した時期に観測スペクトルを得ることがその後の詳細な解析のためにも要求されるが、中間赤外線観測が可能な地上の大口径望遠鏡では、これまで $5\text{--}40\mu\text{m}$ をほぼ同時に分光観測できるものはなかった。この点だけから見ても、TAO は彗星研究にとってこれまでにない貴重なスペクトルを提供してくれると期待される。

2.5.3.3 彗星氷・含水鉱物

彗星は、彗星核中の揮発性分子が昇華しガスとしてコマ中に放出される際に、ひきずられるようにして氷・ダストも放出されているが、その駆動力となる揮発性物質は、彗星ごと、あるいは同じ彗星でも日心距離に応じて変化しているようである。例えば、「あかり」IRC による近赤外線分光観測によれば、同じような日心距離にあるオールト雲彗星でも、一酸化炭素の放出量は彗星間で大きな差があることが分かってきている (Ootsubo et al. 2011)。また EPOXI ミッションによるハートレー彗星 (103P/Hartley) の観測によれば、木星族彗星であるハートレー彗星で、彗星核付近に吹雪のように二酸化炭素の氷粒が放出されているのも見つかった (A'Hearn et al. 2011)。二酸化炭素は水よりも低い温度で昇華するため、本来なら特に木星族彗星では早く枯渇するのではないかとかつては考えられていたが、最近の観測では木星族彗星には現在でも二酸化炭素は大量に存在していることが明らかになりつつある。このことは、彗星核中の物質の存在比を明らかにするだけでなく、氷ダストはどのような成長過程を経て彗星核に取り込まれたのか、彗星核は均質なのか、場所による不均質性があるとすればどの程度のスケールなのか、彗星核の表面は彗星活動中にどのような影響を受けどのように変化してきたのか、など、彗星核の形成と進化の過程を調べる必要性があることを示唆している。

こうした観点から、彗星核表面の水氷の検出、あるいは、放出された氷粒の粒径と組成を観測的に調べることは、彗星核の形成過程と現在のコマ活動の両面で興味深いものである。例えば、氷粒に関しては、これまで Hale-Bopp と C/2002 T6 などわずか数例しか検出例がない (Kawakita et al. 2004)。TAO の NIR の観測ならば、この検出例を増やすことができると考えている。

2.5.3.4 彗星のモニタ観測

これまで地上からの中間赤外線での彗星の分光観測は、主に北半球のすばるや Gemini-N などハワイ・マウナケアの望遠鏡群に比較的限られていたが、それだけでは日々明るさやコマ・テイルの形状が変化していく彗星に対しては、非常に観測的な制限が大きい。大口径でありながら機動性の高い TAO があれば、北半球の望遠鏡群と相補的な観測をおこないつつ、彗星の最適な観測時期を逃すことなく確実にサイエンスの成果を挙げることが期待できる。

特に、近年のサーベイ観測や速報体制の強化によって、年間に 1-数回の確率で彗星のバースト現象が観測されている。バースト直後の彗星の分光観測を速やかに行うことができれば、そのガス・ダストの組成やバースト減少のメカニズムの解明に非常に有意義なデータを取得することができる。これには、大型望遠鏡では迅速な対応が期待できないため、TAO の機動力が活かせると考える。

2.5.4 小惑星

2.5.4.1 小惑星の観測と隕石の測定

小惑星と隕石には密接な関係があることが知られている。地球に落下してきた隕石の軌道が計測された例は多くはないが、その全てが近地球型小惑星 (Near Earth Asteroids: NEA) の軌道と酷似している (Brown et al. 2000)。NEA は太陽系形成年代のタイムスケールでは安定的な軌道には存在できないので、外側から定常的に供給されなければならない (Morbidelli et al. 2002)。これは、火星・木星軌道の間にある小惑星帯から、木星や土星の摂動を受けて軌道が変化して供給されていると考えられている。

一方、隕石は実験室内にて直接測定できるために、鉱物学的・化学的に詳しい情報を引き出すことができる。鉱物組成を考えると、落下している隕石の殆どは、地球のようなコア・マントル・クラスト構造を持つ分化した天体に由来したものよりも、より始原的な未分化の天体に由来したものが大半を占めている (Burbine et al. 2002)。小惑星帯の小惑星と隕石のスペクトルの比較から、小惑星帯の大部分の小惑星が未分化の天体であると考

えられている (Burbine et al. 2008). この未分化の天体である小惑星の性質を詳しく調べることによって、太陽系初期の物理状態を知ることができると期待される。

2.5.4.2 TAO の観測波長と小惑星

TAO の観測波長帯である $1\text{--}40\mu\text{m}$ における分光・測光観測から、小惑星の表層組成や大きさに関する様々な情報を得ることができる (Burbine et al. 2008).

$0.7\text{--}2.5\mu$ の波長域にはカンラン石 (Olivine) や輝石 (Pyroxene) の吸収帯がある。カンラン石や輝石は炭素質コンドライトより普通コンドライトに多く含まれる。この波長帯を観測することによって、カンラン石や輝石の組成の割合や普通コンドライトのサブクラス種の同定を行うことができる。観測した小惑星を普通コンドライトのサブクラスまで同定することによって、太陽系初期の酸化還元状態と太陽系内における生成場所の関係に迫ることが可能かもしれない。

$2.5\text{--}4.0\mu\text{m}$ の波長では含水鉱物や水氷といった「水」に関する情報を取得できる。 $2.7\text{--}3.0\mu\text{m}$ にかけては含水鉱物の吸収、 $3.1\mu\text{m}$ 付近には水氷の吸収、 $3.3\text{--}3.5\mu\text{m}$ にかけては有機物の吸収がある。含水鉱物は太陽系形成初期に微惑星に取り込まれた無水岩石と水氷が反応し水質変性して生成されたものである。含水鉱物には Serpentine や Smectite 等といった種類があり、それぞれ炭素質コンドライトに含まれているが、含有量はサブクラスによって異なる。例えば CM コンドライトには Serpentine が、CV コンドライトには Saponite が多く含まれている。小惑星上の含水鉱物種を特定できれば、対応する隕石種と結び付けることができ、そこから、太陽系形成論に観測的に制約条件を課すことができる。また、含水鉱物や氷の有無は snow line に関係しており snow line の内側では水氷は無水鉱物と一緒に微惑星に取り込めないために、水氷自体は勿論のこと、含水鉱物を生成することはできない。よって、含水鉱物の有無と小惑星の日心距離の関係を調べるだけでも、初期太陽系の snow line に関して、重要な知見を得ることができる。

小惑星の基本的な物理量の 1 つにその天体サイズがあるが、可視光の測光観測だけではサイズを推定することはできない。可視光で見ているのは太陽光の反射光であり、小惑星のアルベドがわからないとサイズを求めることができないからである (未知数 2 に対して方程式が 1 つの状態)。 $4\mu\text{m}$ 以上の波長帯では小惑星の熱放射を観測することになるが、反射光 (可視) と放射光 (中間赤外) の情報を組み合わせることによって、サイズとアルベドを独立に求めることが可能になる (Usui et al. 2011)。小惑星のサイズは、太陽系内の質量分布を考える上で大きな意義があるだけでなく、将来の小天体探査ミッションに対して、もっとも重要な情報の 1 つを提供することにもなる。

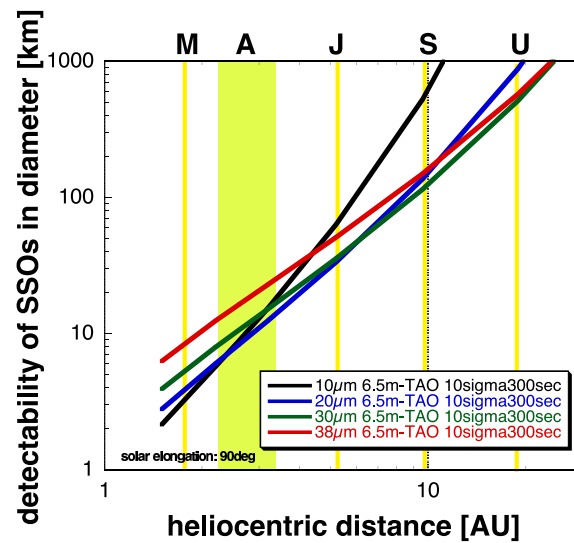


図 2.54: 日心距離と TAO で検出可能な太陽系天体サイズの下限値の関係

2.5.4.3 TAO による小惑星観測の戦略

前節で述べたように, TAO の近・中間赤外線観測能力によって, 小惑星の様々な情報を引き出すことができるが, 戦略的には, 総花的な観測を行うのではなく, TAO でのみできることに絞って観測を行うべきだと考える。

他施設における近・中間赤外線観測

- 0.8-2.5 μm の波長域の小惑星の近赤外観測はマウナケアの IRTF/SpeX で既に 400 天体以上の小天体の観測が行われている (DeMeo et al. 2009).
- 熱放射領域による小惑星の測光観測について, その感度を図 2.54 に見積もった. 小惑星帯の小惑星ではおよそ 10km 弱の天体の撮像観測が可能である. 但し, この波長帯は既に「あかり」や「WISE」が全天サーベイ観測を行っている. 「あかり」の検出限界は小惑星帯で 10km 強 (Usui et al. 2011), 「WISE」は数 km の範囲で網羅されている (Wright et al. 2010).
- 海王星以遠にある太陽系外縁天体の観測については, 感度の問題から冥王星でさえ観測は難しい. 木星・海王星軌道の間にある族については観測可能な天体もあるが, 既に Spitzer/MIPS (Stansberry et al. 2008) や Herschel/PACS (Mueller et al. 2010) 等で観測が行われている.

- $10\mu\text{m}$ のシリケートフィーチャが確認できる小惑星は非常に僅かしかない。これは彗星のようなダストコマを持たないためである。Spitzer/IRS で多くの小惑星の $5\text{--}40\mu\text{m}$ のスペクトルが得られているが、精度良く決定しているのは僅かであり、その殆どはシリケートフィーチャは無視してフィッティングを行いサイズ・アルベドを求めることに使用している (e.g., Campins et al. 2009)。

これらの観測については、特殊な例 (NEA 等の突発的な天体 Hasegawa et al. 2008) を除き、敢えて TAO で行う必然性はないと考える。

TAO の独自性を活かした観測

$3\mu\text{m}$ 帯の小惑星のスペクトルについても、IRTF/SpeX を用いて数多くの観測がされている。しかしながら、マウナケア山頂でも $2.55\text{--}2.85\mu\text{m}$ の大気の透過率が悪いために、殆どの小惑星で十分な情報は得られていない (Rivkin et al. 2002)。この波長帯には含水鉱物の吸収バンドがあるため、小惑星の含水鉱物の種類を同定するためには非常に意義が大きい。すでに「あかり」IRC の分光機能を用いて観測が行われており、含水鉱物や水氷の吸収に関する情報が得られているが、「あかり」による観測は 70 個程度の天体で観測が終了している。一方で、可視～近赤外の小惑星のスペクトルの情報を用いた分類は有用であることが知られており、現在までにおよそ 400 天体が調べられている。これは組成の違いを考える上で重要になるが、統計的な議論を行うためには、「あかり」による観測に加えて、さらに数多くの天体のサンプルが必要になる。TAO の検出限界を考えると、さらに数 100 天体の観測が可能であると考えられる。

標高 5600m の TAO サイトでさえ $2.55\text{--}2.85\mu\text{m}$ の大気の吸収は大きいですが、マウナケア山頂と比較すると短い波長側は $2.65\mu\text{m}$ まで、長い波長側は $2.80\mu\text{m}$ から観測が可能である。また、 $2.65\text{--}2.85\mu\text{m}$ の間も、 $2.73\mu\text{m}$ 付近で観測が可能である (図 2.55)。 $2.73\mu\text{m}$ 及び $2.80\mu\text{m}$ が観測可能なことは、含水鉱物の吸収バンドを特定する上で特別な意味を持つ。含水鉱物のバンドは、 2.71 , 2.74 , 2.78 , $2.82\mu\text{m}$ 付近に特徴的な吸収を持つことが知られているが、「あかり」の観測から、小惑星の含水鉱物のこれらのバンドの吸収が、天体によって一定の傾向を持っていることが分かってきた。マウナケア山頂ではこの波長帯の観測は難しく含水鉱物のバンド間の比の計測を目的とした観測は行えないが、TAO は 2.73 , $2.80\mu\text{m}$ の観測が可能なために、 $2.71\mu\text{m}$ と $2.74\mu\text{m}$ の吸収の深さと $2.82\mu\text{m}$ の吸収の深さを計測することができる (図 2.56)。また、K バンドから $2.65\mu\text{m}$ まで連続的に観測が可能なために、含水鉱物の吸収量を測るためのベースラインを精度良く決めることができる。このことは、含水鉱物の鉱物種の推定に結び付けられると期待される。

以上、TAO は、小惑星の含水鉱物種を決定し、太陽系初期の水氷に関する研究について劇的に進めることが可能な唯一の地上望遠鏡であると考えられる。特に TAO において重点的に行うべき小惑星の観測は $2.55\text{--}2.85\mu\text{m}$ の間を含む分光観測である。

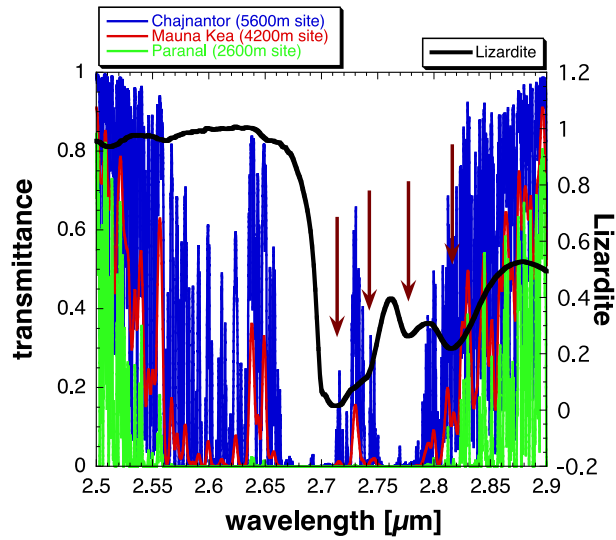


図 2.55: 観測地 (チャナントール, マウナケア, パラナル) における大気透過率と実験室内で測定された鉱物のスペクトル例 (Lizardite). 矢印は含水鉱物の吸収の位置を示す.

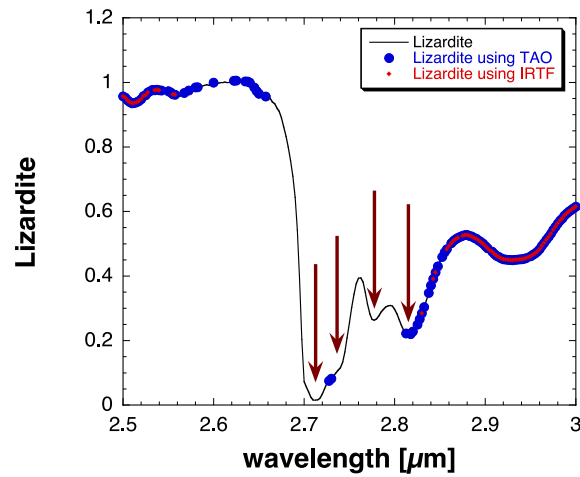


図 2.56: 含水鉱物 (Lizardite) のスペクトル. 含水鉱物の吸収の位置を矢印で, 地上観測で観測可能な範囲を点 (青: TAO, 赤: IRTF) で示す.

なお, この観測は MIMIZUKU の近赤外チャンネルでの観測を考えているが, 現状ではこの波長範囲はカバーされていないので, オプションで観測装置の追加を検討したい. 仕様としては $2.1\text{--}4.2\mu\text{m}$ で $R\sim 1200$ ($\Delta\lambda = 0.0025\mu\text{m}$) が確保されると良いが, 波長範囲を $2.3\text{--}3.3\mu\text{m}$ に限定しても十分に成果を出すことができると考える.

関連図書

- Abraham, P., et al. 2009, *Nature*, 459, 224
- Agol, E., et al. 2005, *MNRAS*, 359, 567
- A'Hearn, M.F., et al. 2011. *Science*, 332, 1396-1400
- Alexander, D. M., et al., 2005, *Nature*, 434, 738
- Alexander, D. M., et al., 2008, *AJ*, 135, 1968
- Allonso R., et al., 2004, *ApJ*, 613, L153
- Ando, M., et al. 2004, *ApJ* 610, 635
- Arimatsu, K., et al. 2011, *ApJ*, 729, 19L
- Ascasibar, Y., Yepes G., Gottlöber S., Müller V., 2002, *A&A*, 387, 396
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., Terlevich, R., 1981, *PASP*, 93, 5
- Balick, B., & Frank, A., 2002, *ARAA*, 40, 439
- Barger, A. J., et al., 1998, *Nature*, 394, 248
- Bean, J. L., et al. 2010, *Nature*, 468, 669
- Bentz, M. C., et al. 2006, *ApJ*, 651, 775
- Bentz, M. C., et al. 2009, *ApJ*, 697, 160
- Bertoldi, F., Carilli, C.L., Cox, P., Fan, X., Strauss, M.A., Beelen, A., Omont, A., and Zylka, R., 2003, *A&A*, 406, L55
- Bary, J. S., et al. 2009, *ApJ*, 706, L168
- Blain, A. W., et al., 2002, *Phys. Rep.*, 369, 111

- Blain, A. W., et al., 2004, ApJ, 611, 725
- Borys, C., et al., 2005, ApJ, 635, 853
- Bowey J. E., Adamson A. J., Whittet D. C. B., 1998, MNRAS, 298, 131
- Brinchmann J., Ellis R. S., 2000, ApJ, 536, L77
- Brown, P.G., et al. 2000. Science, 290, 320-325
- Bundy K., et al., 2006, ApJ, 651, 120
- Burbine, T.H., et al. 2002. in Asteroid III, (W. F. Bottke Jr. et al., eds.) pp. 653-667, Univ. of Arizona Press, Tucson
- Burbine, T.H., et al. 2008. Reviews in Mineralogy & Geochemistry, 68, 273-343
- Cackett, E. M., Horne, K., & Winkler, H. 2007, MNRAS, 380, 669
- Calura, F., et al. 2008, A&A 479, 669
- Calzetti D., et al., 2000, ApJ, 533, 682
- Calzetti D., et al., 2007, ApJ, 666, 870
- Campins, H., et al. 2009. Earth, Moon, and Planets, 105, 159-165
- Capak, P. L., et al., 2011, Nature, 470, 233
- Caputi K. I., et al., 2011, MNRAS, 413, 162
- Castellano T., Jenkins J., Trilling D. E., Doyle L., Koch D., 2000, ApJ 532, L51
- Chapman, S. C., et al., 2005, ApJ, 622, 772
- Chapman, S. C., et al., 2009, ApJ, 691, 560
- Charbonneau D., Brown T. M., Latham D. W., Mayor M., 2000, ApJ 529, L45
- Charbonneau, D., et al. 2009, Nature, 462, 891
- Chihara, H., et al. 2002. A&A, 391, 267-273
- Clark, J.S., Egan, M.P., Crowther, P.A., Mizuno, D.R., Larionov, V.M., and Arkharov, A., 2003, A&A, 412, 185

- Clark, J.S., Negueruela, I., Crowther, P.A., and Goodwin, S.P., 2005, A&A, 434, 949
- Close L. M., Biller B., Hoffmann W. F., Hinz P. M., Biegging J. H., Wildi F., Lloyd-Hart M., Brusa G., Fisher D., Miller D., Angel R., 2003, ApJ, 598, L35
- Collier, S., et al. 1999, MNRAS, 302, L24
- Condon, J. J., 1992, ARAA, 30 575
- Cowie L. L., et al., 1996, AJ, 112, 839
- Croll, B., et al. 2011, ApJ, 736, 78
- Crovisier, J., et al. 1997. Science, 275, 1904-1907
- Crowther, P.A., Hadfield, L.J., Clark, J.S., Negueruela, I., and Vacca, W.D., 2006, MNRAS, 372, 1407
- Crowther, P.A., 2007, ARAA, 45, 177
- Cutri, R. M., Nelson, B. O., Francis, P. J., & Smith, P. S. 2002, IAU Colloq. 184: AGN Surveys, 284, 127
- Dekel A., et al., 2009, Nature, 457, 451
- DeMeo, F.E., et al. 2009. Icarus, 202, 160-180
- Denicolo G., Terlevich R., Terlevich E., 2002, MNRAS, 330, 69
- Desert, J.-M., et al. 2011, ApJ, 731, L40
- Devlin, M. J., et al., 2009, Nature, 458, 737
- 土居守, 2004, 「宇宙を見る新しい目」日本物理学会編, 日本評論社
- Dunlop J. S., et al., 2004, MNRAS, 350, 769
- Dwek E., 1998, ApJ, 501, 643
- Erb D. K., Shapley A. E., Pettini M., Steidel C. C., Reddy N. A., Adelberger K. L., 2006, ApJ, 644, 813
- Ercolano, B., Barlow, M.J., and Sugerman, B.E.K., MNRAS, 2007, 375, 753

- Espaillat, C., et al. 2011, ApJ, 728, 49
- Evans, A., et al. 1997, MNRAS, 292, 192-204
- Eyles L. P., et al., 2007, MNRAS, 374, 910
- Fan X., Strauss M, Richards G., Gunn J., Lupton R., Schneider D., Pentericci L., Rix H., Rix H., 2003, in “AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey” ASP Conference Series, 311, 431
- Fan, X., et al. 2006, AJ, 132, 117
- Faucher-Giguere C., Kereš D., 2011, MNRAS, 412, 118
- Figer, D.F., Najarro, F., Girmore, D., Morris, M., Kim, S.S., Serabyn, E., McLean, I.S., Gilbert, A.M., Graham, J.R., Larkin, J.E., Levenson, N.A., and Teplitz, H.I., 2002, ApJ, 581, 258
- Frail D. A., 2002, ApJ, 565, 829
- Furlan, E., et al. 2006, ApJS, 165, 568
- Gallego J., Zamorano J., Aragón-Salamanca A., Rego M., 1995 ApJ, 455, L1
- Glazebrook K., Blake C., Economou F., Lilly S., Colless M., 1999, MNRAS, 306, 843
- Glikman, E., Gregg, M. D., Lacy, M., Helfand, D. J., Becker, R. H., & White, R. L. 2004, ApJ, 607, 60
- Greaves J. S., et al. 1998, ApJ, 506, L133
- Groh, J.H., Daminieli, A., Teodoro, M., and Barbosa, C.L., 2006, A&A, 457, 591
- Hadfield, L.J., Van Dyk, S.D., Morris, P.W., Smith, J.D., Marston, A.P., and Peterson, D.E., 2007, MNRAS, 376, 248
- Hamuy, M., et al. 2002, AJ, 124, 417
- Harker, D.E., et al. 2005. Science, 310, 278-280
- Hasegawa, S., et al. 2008. PASJ, 60, S399-S405
- Hatsukade, B., et al., 2011, MNRAS, 411, 102

- Hayashi M., et al., 2010, MNRAS, 402, 1980
- Hayashi M., et al., 2011, MNRAS, in press, arXiv:1104.2121
- Henry G. W., Marcy G. W., Butler R. P., Vogt S. S., 2000, ApJ 529, L41
- Hinkle, K. H., Hall, D. N. B., Ridgway, S. T., 1982, ApJ 252, 697
- Höfner, S., et al. 2003, A&A, 399, 589
- Höfner, S., 2008, A&A, 491, L1
- Holman, M. J., & Murray, N. W. 2005, Science, 307, 1288
- Holman, M. J., et al. 2010, Science, 330, 51
- Hopkins A. M. & Beacom J. F., 2006, ApJ, 651, 142
- Homeier, N.L., Blum, R.D., Conti, P.S., and Damineli, A., 2003a, A&A, 397, 585
- Homeier, N.L., Blum, R.D., Pasquali, A., Conti, P.S., and Damineli, A., 2003b, A&A, 408, 153
- Horne, K., Korista, K. T., & Goad, M. R. 2003, MNRAS, 339, 367
- Hughes, D. H., et al., 1998, Nature, 394, 241
- Imanishi, M., Nakagawa, T., Ohyama, Y., Shirahata, M., Wada, T., Onaka, T., & Oi, N. 2008, PASJ, 60, 489
- Inada N., et al., 2010, ApJ, 140, 403
- noe, S., et al., 2007, MNRAS, 380, 1715
- Iono, D., et al., 2006, PASJ, 58, 957
- Ireland, M., et al., 2004a, in Variable Stars in the Local Group, ASP Conf. ser. 310, p327
- Ireland, M., et al., 2004b, MN 350, 365
- Ishihara, D., et al. 2010, A&A, 514, A1
- Itoh, Y., et al. 2002, PASJ, 54, 561

- Izumiura, H., et al. 1995, ApSS, 224, 495
- Izumiura, H., et al. 2011, A&A, 528, 29
- Jayawardhana R., et al. 1998, ApJ, 503, L79
- Jha S., Charbonneau D., Garnavich P. M., Sullivan D. J., Sullivan T., Bronw T. M., Tonry J. L., 2000, ApJ, 540, L45
- Kajisawa M., et al., 2009, ApJ, 702, 1393
- Kamizuka, T., 2011, PhD thesis, The university of Tokyo
- Kandori R., Dobashi K., Uehara H., Sato F., Yanagisawa K., 2003, AJ, 126, 1888
- Kashi, A., et al., 2008, New Astronomy, 13 569
- Katz N., et al., 2003, ASSL, 281, 185
- Kauffmann G., Charlot S., 1998, MNRAS, 297, L23
- Kawakita, H., et al. 2004. ApJ, 601, L191-L194
- Kawara K., Murayama T., Taniguchi Y., Arimoto N., 1996, ApJ, 470, L85.
- Kelly, B. C., Vestergaard, M., Fan, X., Hopkins, P., Hernquist, L., & Siemiginowska, A. 2010, ApJ, 719, 1315
- Kemper, F., et al. 2002, A&A, 394, 679
- Kennicutt, R. C., Jr., 1998, ARAA, 36, 189
- Kenyon, S., Hartmann, L., 1995, ApJS, 101, 117
- Kereš D., et al., 2005, MNRAS, 363, 2
- Kerschbaum, F., et al. 2010, A&A, 518, 140L
- Kewley L. J., Dopita M. A., 2002, ApJS, 142, 35
- Kishimoto, M., et al. 2011, A&A, 527, 121
- Kodaira K., et al., 2003, PASJ, 55, L17
- Kodama, T., et al., 2001, ApJ, 562, L9

Kodama, T., et al., 2005, PASJ, 57, 309

Koerner D. W., et al. 1998, ApJ, 503, L83

Kohno, K., et al., 2008, ASPCS, 399, 26

Koike, C., et al. 2003. A&A, 399, 1101-1107

Kollatschny, W., Kotulla, R., Pietsch, W., Bischoff, K., & Zetzl, M. 2008, A&A, 484, 897

Koshida, S., et al. 2009, ApJ, 700, L109

Koyama, Y., et al., 2010, MNRAS, 403, 1611

Koyama, Y., et al., 2011, ApJ, 734, 66

Kriek, M., et al., 2007, ApJ, 669, 776

Kurk, J. D., et al. 2007, ApJ, 669, 32

Kurtov, R., Borissova, J., Georgiev, L., Ortolani, S., and Ivanov, V.D., 2007, A&A, 475, 209

Le Floch E., et al., 2005, ApJ, 632, 169

Leger, A., et al. 2009, A&A, 506, 287

Lidman C., et al., 2005, A&A, 430, 843

Lim, J., et al., 1998, Nature 392, 575

Lin L., et al., 2008, ApJ, 681, 232

Lisse, C.M., et al. 2006. Science, 313, 635-640

Lodieu, N., et al. 2011, A&A, 527, 24

Lovis, C., et al. 2011, A&A, 528, 112

Lumsden, S. L., Hoare, M. G., Oudmaijer, R. D., & Richards, D. 2002, MNRAS, 336, 621

Lynch, K., et al. 2008, AJ, 136, 1815

- Madau P., et al., 1996, MNRAS, 283, 1388
- Maihara T., et al. 2001, PASJ, 53, 25
- Maiolino, R., Salvati, M., Bassani, L., Dadina, M., della Ceca, R., Matt, G., Risaliti, G., & Zamorani, G. 1998, A&A, 338, 781
- Maiolino, R., et al., 2004, Nature 431, 533
- Mandel K., Agol E., 2002, ApJ, 580, L171
- Mannucci, F., Della Valle, M., & Panagia, N. 2007, MNRAS, 377, 1229
- Mannucci, F., et al., 2010, MNRAS, 408, 2115
- Marchenko, S. V., 2006, ASP Conf. 353, 299
- Marchenko, S. V. & Moffat, A. F. J., 2007, ASP Conf. Ser. Vol. 367, 213-220
- Marchesini D., et al., ApJ, 701, 2
- Marion, G. H., et al. 2009, AJ, 138, 727
- Martini, P., Sivakoff G. R., Mulchaey J. S., 2009, ApJ, 701, 66
- Massey, P., 2003, ARAA, 41, 15
- Matsuhara H., et al., 2006, PASJ, 58, 673
- Matsuura, M., Yamamura, I., Cami, J., Onaka, T., Murakami, H., 2002, A&A 383, 972
- Matsuura, M., et al. 2005, MNRAS, 359, 383
- Mattila, S., et al. 2007, ApJ, 659, L9
- Mattila, S., Meikle, W.P.S., Lundqvist, P., Pastorello, A., Kotak, R., Eldridge, J., Smartt, S., Adamson, A., Gerardy, C.L., Rizzi, L., Stephans, A.W., and van Dyk, S.D., 2008, MNRAS, 389, 141
- Mauerhan, J.C., Van Dyk, S.D., and Morris, P.W., 2009, PASP, 121, 59
- McGaugh S. S., 1991, ApJ, 380, 140
- Michałowski, M., et al., 2010, A&A, 514, A67

Meikle, W. P. S., et al. 2007, ApJ, 665, 608

Minezaki, T., et al. 2004, ApJ, 600, L35

Minezaki, T., et al. 2006, ApJ, 643, L5

Miyata, T., 1998, PhD thesis, The University of Tokyo

Miyoshi, M., et al. 1995, Nature, 373, 127

Monaco P., et al., 2007, MNRAS, 375, 1189

Morbidelli, A., et al. 2002. in Asteroid III, (W. F. Bottke Jr. et al., eds.) pp. 409-422, Univ. of Arizona Press, Tucson

Morgan, H.L., Dunne, L., Eales, S.A., Ivison, R.J., Edmunds, M.G., 2003, ApJ, 597, L33

Morokuma T., et al., 2010, PASJ, 62, 19

Morris, P. W., et al., 1999, Nature 402, 502

Mortlock, D. J., et al. 2011, Nature, 474, 616

Mortlock A., Conselice C. J., Bluck A. F. L., Bauer A. E., Grützbauch R., Buitrago F., Ownsworth J., 2011, MNRAS, 413, 2845

Motohara, K., et al. , 2005, AJ, 129, 53

Müller, T.G., et al. 2010. A&A, 518, L146

Muench, A. A., et al. 2002, ApJ, 573, 366

Muzerolle, J., et al. 2009, ApJ, 704, L15

Nagao T., et al., 2011, A&A, 526, 149

Nagashima M., Yoshii Y., 2004, ApJ 610, 23

Nagashima M., Yahagi H., Enoki M., Yoshii Y., Gouda N., 2005, ApJ, in press

Nakajima, T., et al. 1995, Nature, 378, 463

Nakar, E., Piran, T., 2004, MNRAS, 353, 647

Nakata, F., et al., 2005, MNRAS, 357, 1357
 Nishimaki, Y., Yamamuro, T., Motohara, K., Miyata, T., and Tanaka., M., 2008, PASJ, 60, 191
 Nozawa, T., et al., 2003, ApJ 598, 785
 , Oasa, Y., et al. 2006, AJ, 131, 1608
 Oguri M., et al., 2008, AJ, 135, 512
 Ohnaka, K., 2004a, A&A 421, 1149
 Ohnaka, K., 2004b, A&A 424, 1011
 Onaka, T., et al., 2002, A&A 388, 573
 Ootsubo, T., et al. 2011. in preparation
 Ouchi, M., et al., 2001, ApJ, 558, L83
 Ouchi, M., et al., 2003, ApJ, 582, 60
 Ouchi, M., et al., 2004, ApJ 611. 660
 Oyabu, S., et al. 2011, A&A, 529, A122
 Paciga, G., et al., 2009, MNRAS, 395, 1153
 Padgett, D. L., et al. 1999, AJ, 117, 1490
 Pagel, B. E. J., et al., 1979, MNRAS, 189, 95
 Patat, N., et al. 2001, ApJ, 555, 900
 Pérez-González P. G., et al., 2008, ApJ, 675, 234
 Pettini M., Pagel, B. E. J., 2004, MNRAS, 348, L59
 Perlmutter S., et al., 1999, ApJ, 517, 565
 Perrin, G., et al., 2004a, A&A 418, 675
 Perrin, G., et al., 2004b, A&A 426, 279

- Perrin, G., et al., 2005, A&A 436, 317
- Perrin, G., et al., 2007, A&A 474, 599
- Pettini M., et al., 1998, ApJ, 508, 539
- Priddey, R.S., Isaak, K.G., McMahon, R.G., and Omont, A., 2003, MNRAS, 339, 1183
- Quillen A. C., Yukita M., 2001, AJ, 121, 2095
- Reid, M., J., & Menten, K. M., 1997, ApJ 476, 327
- Renzini A., 1981, in Physical Processes in Red Giants, 1981, eds. Iben Jr. I., Renzini A. (Reidel, Dordrecht) p. 431
- Riess A. G., et al., 2004, ApJ, 607, 665
- Risaliti, G., Maiolino, R., & Salvati, M. 1999, ApJ, 522, 157
- Rivkin, A.S., et al. 2002. in Asteroid III, (W. F. Bottke Jr. et al., eds.) pp. 235-253, Univ. of Arizona Press, Tucson
- Sakon, I., et al., 2007, astroph 0711.4801
- Sakon, I., Onaka, T., Wada, T., Ohyama, Y., Kaneda, H., Ishihara, D., Tanabe, T., Minezaki, T., Yoshii, Y., Tominaga, N., Nomoto, K., Nozawa, T., Kozasa, T., Tanaka, M., Suzuki, T., Umeda, H., Ohyabu, S., Usui, F., Matsuhara, H., Nakagawa, T., and Murakami, H., 2009, ApJ, 692, 546
- Sakon, I., et al. 2010, ASI Conf. Ser., 2010, Vol. 1, 49-55
- Sakon, I., et al. 2011, in preparation
- Salpeter, E. E., et al. 1955, ApJ, 121, 161
- Sanchis-Ojeda, R., et al. 2011, ApJ, 733, 127
- Sanders, D. B., & Mirabel, I. F. 1996, ARAA, 34, 749
- Sato B., et al., 2003, ApJ, 597, L157
- Schmidt B. P., et al., 1998, ApJ, 507, 46

- Sergeev, S. G., et al. 2005, ApJ, 622, 129
- Shara, M.M., Moffat, A.F.J., Gerke, J., Zurek., D., Stanonik, K., Doyon, R., Artigau, E., Drissen, L., and Villar-Sbaffi, A., 2009, AJ, 138, 402
- Shemmer, O., Netzer, H., Maiolino, R., Oliva, E., Croom, S., Corbett, E., & di Fabrizio, L. 2004, ApJ, 614, 547
- Shu, F. H., et al. 1987, ARAA, 25, 33
- Simon, R., et al., 2006, ApJ 639, 2227
- Smail, I., et al., 1997, ApJ, 490, L5
- Smith. N., et al., 2007, astroph 0704.2249
- Solanski, S. K., Livingston, W., Ayres, T., 1994, Science 263, 64
- Somerville R. S., et al., 2008, MNRAS, 391, 481
- Spangler C., et al. 2001, ApJ, 555, 932
- Staguhn, J., et al., 2008, Design Reference Mission Case Study of SOFIA
- Stansberry, J., et al. 2008. in The Solar System Beyond Neptune, (M.A. Barucci et al., Eds.) pp. 161-179, Univ. of Arizona Press, Tucson
- Steidel C. C., Adelberber K. L., Giavalisco M., Dickinson M., Pettini M., 1999, ApJ, 519, 1
- Steidel C. C., et al., 2010, ApJ, 717, 289
- Suganuma M., et al. 2004, ApJ, 612, L113
- Suganuma, M., et al. 2006, ApJ, 639, 46
- Sugitani, K., & Ogura, K., 1994, ApJS, 92, 163
- Sugita, S., et al. 2005. Science, 310, 274-278
- Suzuki N., et al., 2011, arXiv: 1105.3470 (accepted for ApJ)
- Swinbank, A. M., et al., 2004, ApJ, 617, 64
- Tacconi, L. J., et al., 2006, ApJ, 640, 228

- Takagi T., et al., 2010, A&A, 514, 5
- Takami, H., et al. 2003, in Mass-Losing Pulsationg Stars and their Circumstellar Matter, ed. Y. Nakada et al., p. 213
- Takami, H., et al. 2009, PASJ, 61, 623
- Takata, T., et al., 2006, ApJ, 651, 713
- Takeuchi, T. T., et al., 2005, A&A, 440, L17
- Tamura, Y., et al., 2009, Nature, 459, 61
- Tamura, Y., et al., 2010, ApJ, 724, 1270
- Tanaka M., et al., 2005, MNRAS, 362, 268
- Tanaka M., et al., 2008, A&A, 489, 571
- Tanaka, T., & Haiman, Z. 2009, ApJ, 696, 1798
- Yang, B., et al. 2009., AJ, 137, 4538-4546
- Tanvir, N. R., et al., 2009, Nature, 461, 1254
- Teplitz H., Mclean I., Becklin E., Figer D., Gilbert A., Graham J., Larkin J., Levenson N., Wilcox M., 2000, ApJ, 533, L65
- Tielens, A. G. G. M., Waters, L. B. F. M., Bernatowicz, T.J., 2005, ASP Conf. Ser. Vol. 341, 605-631
- Tomczak A. R., Tran, K.-V. H., Saintonge, A., 2009, ApJ, in press (arXiv:1105.0602)
- Totani T., Yoshii Y., Iwamuro F., Maihara T., Motohara K., 2001a, ApJ, 550, L137
- Totani T., Yoshii Y., Iwamuro F., Maihara T., Motohara K., 2001b, ApJ, 558, L87
- Totani T., Takeuchi, T. T., 2002, ApJ, 570, 470
- Tresse L., Maddox S., 1998, ApJ, 495, 691
- Tristram, K. R. W., & Schartmann, M. 2011, A&A, 531, 99

- Tsuji, T., 1988, A&A 197, 185
- Tsuji, T., 2000a, ApJ 538, 801
- Tsuji, T., 2000b, ApJL 540, L99
- Tsuji, T., 2001a, Astronomical. Herald 94, 204
- Tsuji, T., 2001b, A&A 376, L1
- Tsuji, T., 2006, ApJ 645, 1448
- Tsuji, T., 2008, A&A 489, 1271
- Tsuji, T., Ohnaka, K., Aoki, W., 1997a, in Diffuse Infrared Radiation and the IRTS. ASP Conference Series; Vol. 124, ed. H. Okuda, T. Matsumoto & T. Rollig, p.91
- Tsuji, T., Ohnaka, K., Aoki, W., Yamamura, I., 1997b, A&A 320, L1
- Tsuji, T., Ohnaka, K., Aoki, W., Yamamura, I., 1997c, in The First ISO Workshop on Analytical Spectroscopy, Ed. A.M. Heras, K. Leech, N. R. Trams, & Michael Perry., ESA SP-419, p.219
- Tsuji, T., Ohnaka, K., Aoki, W., Yamamura, I., 1998, Ap&SS 255, 293
- Tsuzuki Y., 2004, PhD Thesis, University of Tokyo
- Ueda, Y., Akiyama, M., Ohta, K., & Miyaji, T. 2003, ApJ, 598, 886
- Usui, F., et al. 2011. PASJ, in-press
- Vandenbussche, B., et al. 2004. A&A, 427, 519-523
- van der Hucht, K., A. et al. 1987, Royal Astronomical Society, Quarterly Journal, 28, 254-260.
- van der Hucht, K. A., 2001, New Astronomy Reviews, 45, 135-232
- Wahhaj Z., Koerner D. W., Ressler M. E., Werner M. W., Backman D. E., Sargent A. I., 2003, ApJ, 584, L27
- Wandel, A., Peterson, B. M., & Malkan M. 1999, ApJ, 526, 579

- Wang J., et al., 2008, MNRAS, 384, 1301
- Waters, L. B. F. M., et al. 1994, A&A, 281, L1
- Weidemann V., 1990, ARAA 28, 103
- Weidemann V., Koester, D., 1983, A&A 121, 77
- Wei, A., et al., 2009, ApJ, 707, 1201
- Whitaker K. E., et al, 2011, ApJ, 735, 86
- Whitney, B. A. et al. 2003, ApJ, 591, 561
- Williams, P. M., 2008, Rev.Mex.A.A., 33, 71
- Williams, P. M., et al. 1987, in: H. J. G. L. M. Lamers & C. W. H. de Loore, eds, Instabilities in Luminous Early Type Stars, D. Reidel, 221
- Williams, P. M. et al., 2001, NMRAS, 324, 156
- Williams, P. M., et al. 2009, MNRAS, 395, 1749
- Wing, R. F., Spinrad, H., 1970, ApJ 159, 973
- Wood-Vasey W.M., et al., 2008, ApJ, 689, 377
- Woolf, N. J., Schwarzschild, M., Rose, W. K., 1964, ApJ 140, 833
- Wright, E.L., et al. 2010, AJ 140, 1868-1811
- Yamamura, I., de Jong, T., Onaka, T., Cami, J., Waters, L. B. F. M., 1999, A&A 341, L9
- Yamashita T., Handa T., Omodata T., Kitamura Y., Kawazoe E., Hayashi S., S., Kaifu N., 1992, ApJ, 402, L65
- Yasuda N., et al., 2004, AAS
- Yoshii Y., 2002, in “New Trends in Theoretical and Observational Cosmology”, eds. K. Sato & T. Shiromizu (Universal Academy, Tokyo) p.235
- Yoshii Y., Tsujimoto T., Kawara K., 1998, ApJ, 507, L113
- Younger, J. D., et al., 2007, ApJ, 671, 1531

Zinnecker, H. and Yorke, H.W., 2007, ARAA, 45, 481

Zuckerman B., Song I., Webb R. A., 2001, ApJ, 559, 388

第3章 望遠鏡

3.1 望遠鏡の基本デザイン

3.1.1 背景

現在、稼働中の 6m 超級の光赤外望遠鏡は 16 台もあり¹、計画中のものも含めるとその数は約 20 台にもなる。また米国では有効口径 20m を超える光赤外望遠鏡計画が 2010 年台代後半の運用開始を目指して進行中であり、2020 年代には 50–100m 級の光赤外望遠鏡の建設計画も検討されている。20 世紀は 8–10m 光赤外望遠鏡の出現で幕を閉じたが望遠鏡革命は依然進行中であり、21 世紀初頭は望遠鏡の大型化・高性能化が加速されるであろう。こうした時代に小口径望遠鏡を建設しても、研究課題を絞った専用望遠鏡でない限り世界最先端の教育と研究を遂行することは難しいであろう。そこで我々は、現代天文学の広い分野にわたって最先端の教育研究を推進できる口径の望遠鏡は MMT や Magellan 望遠鏡クラスの口径 6.5m であろうと判断した。とくに Magellan 2 望遠鏡はドームを含めた建設費用が約 30M 米ドルと、Gemini など 8m 級望遠鏡の費用 (100M 米ドル) に比べてかなり割安である。いっぽうで Magellan 望遠鏡の構造は極力単純化されており、小グループでも建設・運用が可能であると考えられる。そこで我々は Magellan 望遠鏡の考えかたを参考に、口径 6.5m 望遠鏡を地上望遠鏡として世界最高標高の地に設置することで、赤外線の色感では世界最高性能の望遠鏡を建設することを企図した。

3.1.2 TAO 望遠鏡の特徴

TAO 望遠鏡の最大の特徴は標高 5,640m で運用されることにある。この標高を最大限に活かしつつ効率的に観測を遂行するため、TAO 望遠鏡は以下の三点を特徴としている。

- 赤外線性能の追求

TAO 望遠鏡を建設する標高 5640m のチャナントール山頂は大気の水蒸気量が極めて小さく赤外線波長域における大気透過率が著しく向上する。この建設サイトの

¹すばる、Keck (×2)、Gemini (×2)、VLT (×4)、Magellan (×2)、MMT、GTC、LBT、HET、SALT

特長を最大限に活かすため、TAO 望遠鏡は赤外線観測に最適化したシステムを追求する。具体的には光学系瞳を副鏡に置くような光学解を採用し、また構造物からの放射を最小限に抑えるように各所に反射ミラーを設置する。主鏡・副鏡の反射面には赤外線波長域で反射率が高い銀コートの採用を検討している。

- 運用・メンテナンスへの配慮

標高 5640m では大気圧は海水面のおよそ半分となり、このような低酸素環境では人間の作業効率は大きく低下し、作業安全にも特別な注意を払う必要がある。このような状況では運用に必要な人的資源をできるだけ少なくするべきである。このため TAO 望遠鏡は概念設計の段階から運用・メンテナンスを極力容易にする望遠鏡を目指している。具体的には観測装置は望遠鏡の各焦点面を占有し観測目的に応じた副鏡あるいは観測装置の取り付け・取り外し作業を行わない、簡便なあるいは自動化した機器を用いてメンテナンス性を向上する、山頂にオペレータが滞在して観測を行うのではなく原則的に山麓施設などからの遠隔制御で観測を遂行する、などである。

- 経済性

TAO 望遠鏡は東京大学を中心とした小グループで進められている計画であり、予算規模も国立天文台が運営するすばる望遠鏡などと比べると非常に小さい。限られた予算のなかで最大の成果を挙げるため、TAO 望遠鏡では必ずしも多機能さを追求せずにコストパフォーマンスの高いシステムを目指す。また光学系については最終 F 値をすばる望遠鏡と同じくし、互いの観測装置を交換して運用できるようなシステムを考えている。

表 3.1: TAO 望遠鏡の仕様概要

パラメータ	値	備考
サイト標高	5,640m	
主鏡口径	6,500mm	主鏡外径 (直径)
光学系	Ritchey-Chretien	
最終 F 値	12.2	
視野	ϕ 25 arcmin	
架台形式	経緯台	
焦点面	カセグレン, ナスミス ×2	
望遠鏡高さ	約 17m	方位軸回転面から
望遠鏡重量	約 140t	ピラー, 基礎を除く

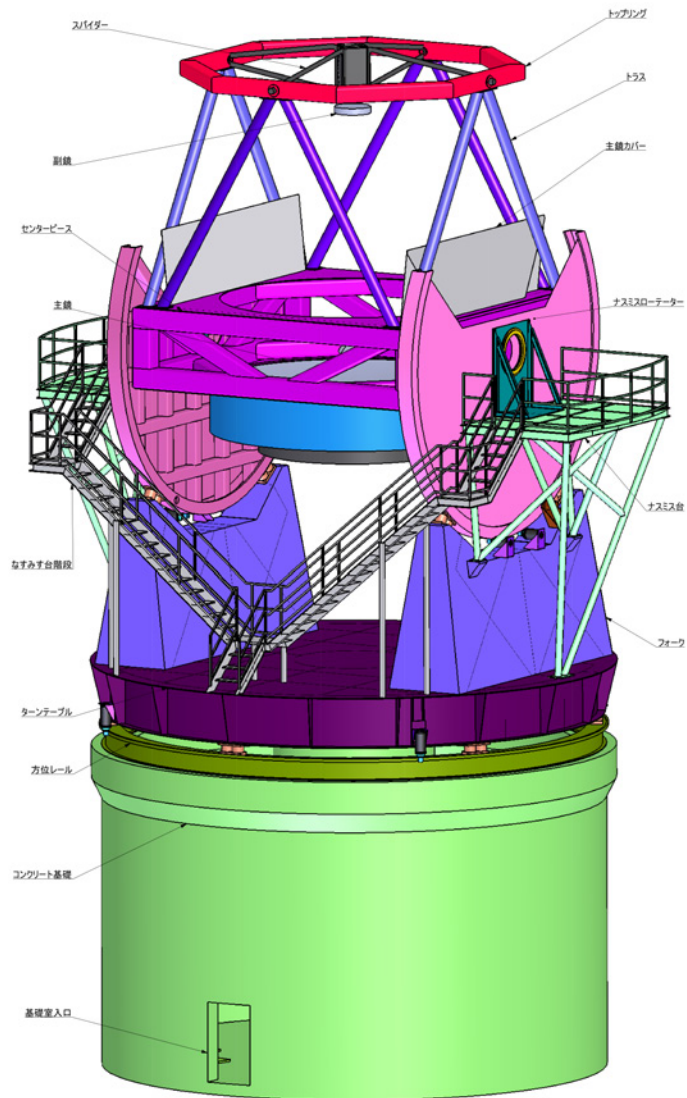


図 3.1: TAO 望遠鏡外観 (ソリッドモデル)

3.1.3 望遠鏡の概要

以上を基本方針として TAO 望遠鏡の概念設計を進めている。望遠鏡の外観を図 3.1 に示し、主な仕様を表 3.1 にまとめる。以降の章では TAO 望遠鏡の光学系、機械系などについてより詳細に説明する。

3.2 望遠鏡光学系

3.2.1 光学系概要

TAO 望遠鏡は赤外線性能を追求し、かつシンプルなデザインとなっている。TAO 望遠鏡の光学パラメータを表 3.2 にまとめ、光学レイアウトを図 3.2 に示す。望遠鏡光学系としてはリッチクレティエン系を採用し、コマ収差の無い広い視野を実現する。光学系瞳を副鏡に置くように主鏡に対してやや小さい副鏡（アンダーサイズ副鏡）を採用し、すべての観測装置において同一の副鏡を使用する。最終 F 値はすばる望遠鏡と同じ 12.20 を採用しており、同じ観測装置をすばる望遠鏡と TAO 望遠鏡の両方で運用することが可能となっている。これは観測装置開発の点でも完成し観測装置の有効利用の点でも大きな利益をもたらす。

表 3.2: TAO 望遠鏡光学パラメータ

	パラメータ	値	備考
光学系	タイプ	Cassegrain w/ Ritchey-Chretien	
	最終 F 値	12.20	
	合成焦点距離	75,074 mm	
	プレートスケール	2.7475 arcsec/mm	1 arcsec = 364 μ m
主鏡	視野	ϕ 25 arcmin	
	外径	6,500mm	
	有効開口径	6,480mm	
	曲率半径	16,256mm	凹面
	コニック定数	-1.00400	
	有効口径	6,153.6mm	
副鏡	外径	897mm	
	有効開口径	897mm	
	曲率半径	2,657mm	凸面
	コニック係数	-1.58331	
	主鏡副鏡間距離	6,943.2mm	
	バックフォーカス	4,000mm	

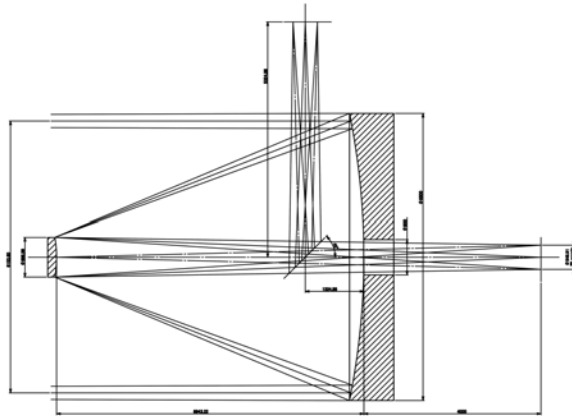


図 3.2: TAO 望遠鏡光学系レイアウト

3.2.2 主鏡

TAO 望遠鏡の主鏡にはボロシリケイト (オハラ社 BSC ガラス) のハニカム軽量鏡を用いる。これはアリゾナ大学 Mirror Lab. で開発されたもので、自重を支えるのに十分な厚み (外周厚み 71cm, 内周厚み 39cm) を持ちながら、ハニカム構造によって重量を極限まで減らされている (約 8t)。同型の Magellan 望遠鏡主鏡 (口径 6.5m) の写真を図 3.3 に示す。能動支持の技術によって主鏡面形状が制御されるが自重変形が小さいため、薄メニスカス鏡の制御のような大出力高精度のアクチュエータを必要としない (図 3.3)。またハニカム内の空間を換気することで主鏡温度の制御を比較的容易に行える。これによって主鏡と周囲の大気との温度差によって生じる主鏡表面上の乱流を抑制し、望遠鏡結像性能 (いわゆるミラーシーイング) を向上させるのに有効である。主鏡 F 値は 1.25 と非常に速く、望遠鏡鏡筒を短くし望遠鏡・ドームをコンパクトに納めることに貢献する。このような速い F 値の望遠鏡を実現するため、回転するテーブルの上で鏡材を成形する方法 (spin cast 法) によって主鏡は製作されている。

同種のミラーはこれまで MMT 望遠鏡 (口径 6.5m)、Magellan 望遠鏡 (口径 6.5m×2 台)、LBT (口径 8.4m×2 台) などで用いられており、次世代の Giant Magellan Telescope でも採用されすでにその 1 枚目の鏡の成形が完了している。TAO 望遠鏡の主鏡パラメータは基本的には Magellan 2 望遠鏡のものを踏襲しており、焦点距離などは完全に同じ値を採用している。このため主鏡制作時の検査機器は Magellan 2 望遠鏡主鏡用のものが使えるようになり、製作費用を下げる事が可能となる。

TAO 望遠鏡の主鏡のパラメータを表 3.3 に示す。

表 3.3: TAO 望遠鏡主鏡パラメータ

	パラメータ	値	備考
物理パラメータ	直径	6,500mm	
	厚み	外周 710mm / 内周 390mm	
	カセグレン穴径	$\phi 850\text{mm}$	
	材質	オハラ社 E6 BSC ガラス	
	重量	約 8t	
光学パラメータ	有効開口径	6,480mm	
	曲率半径	16,256mm	凹面, Magellan2 と共通
	コニック定数	-1.00400	
	焦点距離	8,128mm	Magellan2 と共通
	F 値	1.25	
	有効口径	6,153.6mm	
	反射面	TBD	銀コートを検討中
鏡面形状制御	形式	アクチュエータによる能動支持	
	アクチュエータ数	104 個	



図 3.3: TAO 望遠鏡主鏡と同型の Magellan 2 望遠鏡主鏡 (口径 6.5m)

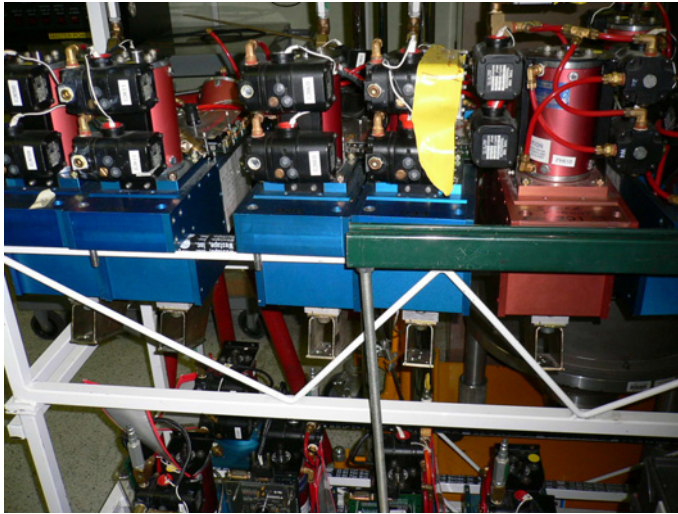


図 3.4: TAO 望遠鏡主鏡と同型の MMT 望遠鏡主鏡の鏡面制御アクチュエータ

3.2.3 副鏡

TAO 望遠鏡では赤外観測性能を高めるため赤外線観測に最適化した副鏡を用いる。光学系瞳を副鏡に置くように主鏡に対してやや小さい副鏡 (外径 $\phi 897\text{mm}$) を採用する (主鏡面でのビーム径すなわち有効口径は $\phi 6,153.6\text{mm}$)。また主鏡カセグレン穴やナスミス穴からの黒体放射が観測装置に指向しないよう副鏡中心部に対策を施す。いっぽう背景放射が極めて大きい中間赤外線波長域での観測では通常、副鏡を短いタイムスケールで振動させてビームを振りながら (副鏡チョッピング) 検出器読み出しと同期させて観測を行うが、TAO 望遠鏡の中間観測赤外線観測装置は装置内にチョッピング機構を持つため、副鏡チョッピング装置を採用せず副鏡駆動機構の簡素化をはかる。この副鏡はすべての観測装置で共通に使用し、観測モード変更による副鏡交換は行わない。これによって副鏡支持構造の簡素化、運用の負担を低減する。

TAO 望遠鏡の立ち上げ時および初期運用においては古典的な固定副鏡を用いる予定であるが、将来的には可変副鏡を採用し補償光学を実現することを計画している。これはアリゾナ大学とアルチェトリ天文台が共同で開発しているもので、薄い (厚さ 2mm) 鏡をボイスコイルで高速に変形させ、自由な形状を実現できる鏡である。通常、補償光学を構成する光学系には 5-6 枚の鏡が必要となり、なおかつ冷却も難しいため赤外線での観測では背景雑音の増加の要因となる。ところが可変副鏡を使うことで望遠鏡・観測装置に追加する光学部品を必要とせずに補償光学を実現することができ、特に熱赤外線での感度の高い補償光学の実現に威力を発揮する。実際 MMT では可変副鏡補償光学システムが

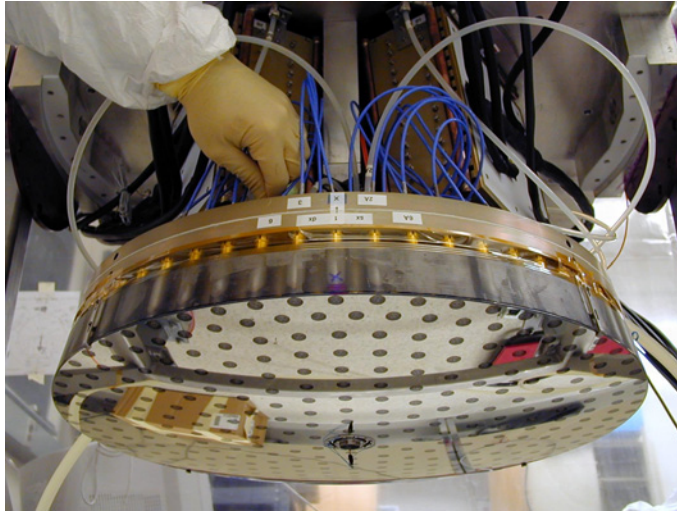


図 3.5: MMT に搭載されている可変副鏡. 直径は TAO 望遠鏡用のものより少し小さい ($\phi 640\text{mm}$)

搭載され, 中間赤外線の観測において回折限界に近い高いストレール比の星像が得られ, 8m クラスの望遠鏡を上回るような実効空間分解能を実現している. また広視野補償光学系に関しても, 可変型副鏡の共役点は地表付近にあるので, 上空の擾乱層の高度を共役点とする可変鏡を追加するだけでよいという利点もある.

TAO 望遠鏡の副鏡のパラメータを表 3.4 に示す.

表 3.4: TAO 望遠鏡副鏡パラメータ

	パラメータ	値	備考
物理パラメータ	直径	897mm	
	厚み	TBD	
	重量	TBD	
光学パラメータ	有効開口径	897mm	
	曲率半径	2,657mm	凸面
	コニック定数	-1.58331	
可変副鏡	反射面	TBD	銀コートを検討中
	形式	ボイスコイルによる能動支持	アップグレード
	アクチュエータ数	600 個	TBD

3.3 望遠鏡本体

3.3.1 望遠鏡本体概要

TAO 望遠鏡の構造は Magellan 望遠鏡を参考に、TAO 望遠鏡の仕様に合わせて概念設計を進めている。望遠鏡の外観を図 3.1 に示した。

TAO 望遠鏡は架台に経緯台を採用し、1つのカセグレン焦点と2つのナスミス焦点をもつ。カセグレン焦点は望遠鏡の熱放射の影響を極力低減させたい中間赤外線観測装置 (MIMIZUKU) 用のポートである。ここには大きさ 2m 立方、重量 2t までの装置が搭載できる。ナスミス焦点の1つは近赤外線観測装置 (SWIMS) 用のポートとし、もう1つを将来の可視光観測装置あるいはビジター観測装置のポートとして運用する。ここには大きさ 2m×2m×3m、重量 2.5t までの装置が搭載できる。カセグレン焦点とナスミス焦点の切り替えは主鏡直上に設置された第3鏡の回転と待避あるいは抜き差しで行う。

いずれの焦点にも望遠鏡追尾によって生じる像回転を補償する Instrument Rotator が設置される。またオフセット星を用いたシャックハルトマン式波面センサーも設置され、これを主鏡アクチュエータの制御に反映させることで常に理想的な主鏡鏡面形状で観測を行うことを可能にする。ここにはまた、オフセット星を用いたガイドシステムも設置する。

3.3.2 環境条件

TAO 望遠鏡の設置されるチャナントール山頂の環境を表 3.5 にまとめる。表に示したように気温・気圧が低いほか風速が速いことが特徴的である。さらに miniTAO 望遠鏡の運用から周囲の砂漠から (硫黄を含んだ) 細かい砂塵が大量に飛散してくることがわかっており、その対策を考慮する必要もある。TAO 望遠鏡はこの環境下で運用して十分な観測時間を確保するため、環境条件に対して表 3.6 のような仕様を定める。

表 3.5: TAO 望遠鏡サイト環境条件

パラメータ	値	備考
気温 日中	0–10 °C	
夜間	–15–0 °C	
風速 平均	5–10m/s	風車型風速計による
瞬間最大	>15m/s	
気圧	0.5 気圧	
地震 最大加速度	0.25G	

表 3.6: TAO 望遠鏡耐環境仕様

パラメータ	Operating	Surviving	備考
気温 屋外	-9-27 °C	-18-38 °C	
風速 屋外	20m/s	—	最大瞬間
望遠鏡表面	6m/s	20m/s	
湿度	95%	100%	
地震	0.4G	水平	

表 3.7: TAO 望遠鏡架台仕様

パラメータ	値	備考
架台形式	経緯台	Tripod Disk 型式
固有振動数	>10 Hz	
方位軸	軸受 駆動形式 指向速度 駆動範囲	流体静圧軸受 フリクションドライブ DD モーター ×4 台 最大加速度 < 0.1 deg s ⁻²
高度軸	エンコーダ解像度 エンコーダ精度 軸受 駆動形式 指向速度 駆動範囲 エンコーダ解像度 エンコーダ精度	<0.01 arcsec <0.1 arcsec 流体静圧軸受 フリクションドライブ DD モーター ×4 台 最大加速度 < 0.1deg s ⁻² TBD
装置デローテータ	軸受 駆動形式 指向速度 駆動範囲	R 型 LM ガイド AC サーボモーター 3 deg/sec ±270deg
副鏡	駆動 焦点駆動速度 焦点駆動範囲 XY 駆動範囲	焦点, XY, $\alpha\theta$ 1mm/sec ±50mm ±5mm
指向精度	絶対 相対	<2 arcsec rms <1 arcsec rms 10 degree offset
追尾精度		<0.1 arcsec rms 1 degree offset <0.03 arcsec 平均風速 < 11m/s <0.2 arcsec 平均風速 < 15m/s

3.3.3 望遠鏡架台

望遠鏡架台に関する仕様を表 3.7 に示した。架台は Magellan 望遠鏡と同様の Tripod Disk 型の経緯台を採用する。これはアジマス床面に背の低いフォーク構造を立て、この上に Elevation Disk を介して鏡筒が支えられ、Elevation Disk がフォーク構造の上で回転する構造である。この構造は伝統的な Fork 型経緯台に比べて固有振動数が大きく安定にすることができ、なおかつ Elevation Disk の直径を小さくできるので製作や輸送が容易になるという利点がある。TAO 望遠鏡ではカセグレン焦点を運用するため、Magellan 望遠鏡に比べてやや腰高な印象を受けるが、TAO 望遠鏡の総重量は約 140t と見積もられ、Magellan 望遠鏡に比べて 1 割ほどの増加にとどまっている。

望遠鏡方位軸、高度軸ともに流体静圧軸受とフリクションドライブを採用し、良好な星像に対応した高精度の制御を実現する。軸受け、フリクションドライブ機構やモータには観測中に侵入する細かい砂塵への対策を行う必要がある。またサイトの風速が速いことに対応し、Magellan 望遠鏡に比べて耐風性能を引き上げた仕様となっている。

3.3.4 望遠鏡鏡筒

望遠鏡鏡筒は一般的なセルリエトラス構造であり、望遠鏡の姿勢変化によって自重変形しても主鏡と副鏡の光軸を一定に保つ構造となっている。自重変形による副鏡の変位を最小にするために、トップリング側トラスの交点スパイダーを接続する。

望遠鏡鏡筒構造について固有振動解析と静変形解析を行った。荷重には自重に加えてスパイダー相当 400kg を加え、有限要素法によって解析した。図 3.6 は固有振動数が小さいものから順に 2 つの固有振動モードでの変形の様子を示したものである。最低の固有振動数は 14Hz となり、目標とする振動数 10Hz を上回ることができた。図 3.7 は垂直および水平時の望遠鏡鏡筒の変形の様子を示したものである。最大変移は垂直の場合 $44\mu\text{m}$ 、水平の場合 $198\mu\text{m}$ となり、いずれも問題のない量といえる。

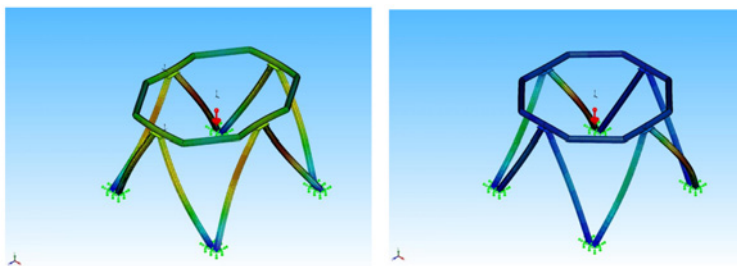


図 3.6: TAO 望遠鏡鏡筒固有振動解析変形図

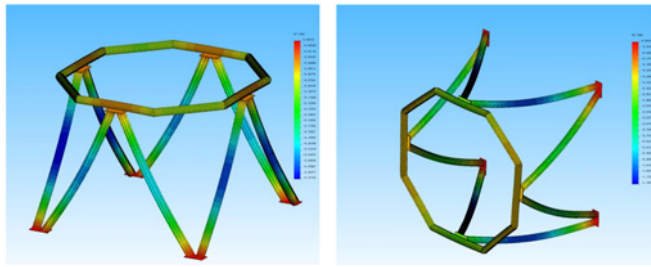


図 3.7: TAO 望遠鏡鏡筒静変形解析変形図

3.4 ドーム

現代のドームは観測時においてドームに起因するシーイングの劣化を最小限に保つように様々な処置が講じられている。ドームの形状も古典的な半球型のドームに対して接地境界乱流を望遠鏡の光路上に巻き上げないように様々な型式が研究されてきた。TAO 望遠鏡では最も星像が優れている望遠鏡の一つである Magellan 望遠鏡と同じ八角形の多角半球型のドームを検討している (図 3.8)²。TAO 望遠鏡を格納できるドームの大きさは直径約 25m になる。やはり接地境界乱流層を避けるためピラーの上に望遠鏡を設置する。アジマス床面で地表高約 10m, 高度軸不動点で約 18m 程度と考えているが, その高さは今後さらに検討する。ピラー横のドーム床下部については Magellan 望遠鏡のような吹き抜け構造とする案のほか, 機材格納スペースや搬入経路も検討している。

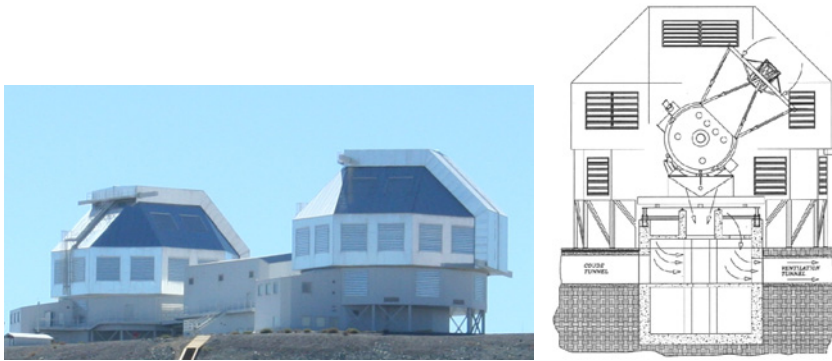


図 3.8: Magellan 望遠鏡ドーム

²すばる望遠鏡も最も星像が優れている望遠鏡の一つでありその円筒型のドームは優れた型式であるが, 降雪にともない広いドーム天井の雪下ろし作業が必要となる。サイトの過酷な作業環境下での危険な作業を避けるため, 円筒型のドーム形状は採用しない方針である。

ドームによるシーイングの劣化を抑制するにはドーム・望遠鏡の温度を周囲の気温とほぼ等しくさせることも重要である。このため、昼間は日射によってドームが暖まらないようドーム外壁の断熱に注意し、夜間の気温に合わせてドームと望遠鏡を冷却するためエアコン設備を設置する。また夜間観測中には外気を積極的に導入してドームと望遠鏡の温度を外気温に近づけるための換気設備を設置する。これらにより $1^{\circ}\text{C}/\text{hour}$ の外気温変化に追従することを目標とする。望遠鏡やドーム、観測装置などから発生する熱のドーム外への廃熱も積極的に行ういっぽうで、これらの熱発生源の特定と低消費電力化、およびこれに伴う廃熱システムの簡素化も検討する。これは望遠鏡・ドームのメンテナンスを容易にするためである。

屋外環境からの望遠鏡の保護はもちろんドームの重要な機能である。TAO 望遠鏡サイトにおいてはとくに強風と砂塵の対策が重要となるであろう。強風下でも観測時に望遠鏡にあたる風を減速させ良好な観測が維持できるように、ドーム外壁に設置される外気導入のためのルーバーなどは開閉を細かく制御できる必要がある。また昼間ドームを閉じているときにはスリットやドーム回転部、ルーバーの隙間などから細かい砂塵が入り込まないように、これらの気密性に留意する。

ドームとしての基本的な機能のほか、付帯設備として観測装置などの移動用のクレーンやリフト、主鏡の洗浄設備・蒸着設備、メンテナンス作業のための望遠鏡制御室などが必要となる。とくにサイトの低酸素・低温環境下における作業安全を確保するため、望遠鏡制御室などでは暖房や酸素加圧／携帯酸素設備が必須となる。

3.5 制御系

ここでは望遠鏡本体の制御系に加え、観測を遂行するために望遠鏡・観測装置・観測装置を統合して制御する方法について検討する。

3.5.1 望遠鏡制御系

望遠鏡制御系はモータ、アクチュエータ等の直接的な制御、さらに望遠鏡の指向追尾や主鏡副鏡の補正など比較的短いタイムスケールでの複数の装置を統合した制御を行なう。密接に関連する重要な周辺装置としてドーム（スリット、Az 回転）、補償光学とガイドシステムがあり、いずれも望遠鏡制御系と連携して制御される。制御機は主要な装置あるいは機能ごとに設置しそれらをネットワークで結合した分散制御を行なう。

TAO 望遠鏡ではサイトの厳しい作業環境に対応するため、山麓施設からの遠隔制御による観測を定常的に行うことを予定している。このため望遠鏡ハードウェアおよび制御

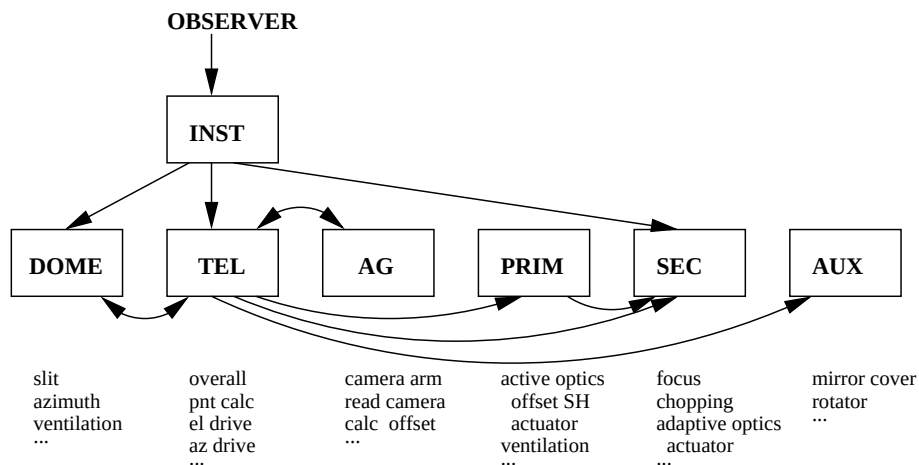


図 3.9: 観測制御系のイメージ.

ソフトウェアの信頼性はことさらに重要になってくる。ハードウェア・ソフトウェアの適切なモジュール化を進め信頼性を向上させるとともに、機能試験をルーチン・自動化し、故障時に速やかに交換対応できるようにする。また、細かなトラブルに対しても遠隔制御で対応、再起動（必要に応じて電源操作から）できるようにする。

いずれにせよ、この部分は望遠鏡架台や主鏡アクチュエータ、ドームなど、各装置のハードウェアと密接に結びついている。このため各製作会社と十分に協議をしたうえで細かい仕様を策定していく予定である。

3.5.2 観測制御系

観測制御系は観測者にインターフェースを提供し、目的とした観測を遂行するために望遠鏡、ドーム、観測装置および周辺装置を統合して制御を行なう部分である。

観測遂行時における制御の統括は観測装置の制御プログラムが行なうことにする。すなわち観測装置が観測者へのインターフェースを提供し、また観測装置制御プログラムからの指示のもと望遠鏡やドーム他の装置の制御を行なうことにする。これは観測者が求める観測データは観測装置が取得するものであること、観測装置によって観測に必要な機能の内容が様々に異なることなどの理由から、望遠鏡、ドームなどは観測遂行中に観測装置から求められる機能を提供するという考え方である。望遠鏡制御系を直接操作するユーザインターフェースを用意するが、主に一連の観測の前のオートガイダや主鏡鏡面制御、

補償光学の設定や望遠鏡のメンテナンスと試験の用途に限定されることになるであろう。このため望遠鏡制御系は観測装置および観測者へのインターフェースの基礎として各機能の制御コマンドセット/ライブラリを提供する。望遠鏡制御系と同様に観測制御系においても各装置ごとに制御計算機を設置しネットワークで結んだ分散制御を行う。このさい階層構造をシンプルに保つことに留意する。

また望遠鏡調整作業や観測装置立ち上げ、トラブル対応において現地作業を極力省力化するため、望遠鏡制御系の開発と並行して望遠鏡・観測施設シミュレータを作成し、日本国内あるいは山麓施設における試験設備とする。

3.6 遠隔観測

望遠鏡サイトの標高 5,640 m では大気圧はおよそ半分しかなく、低酸素・低温環境は人間が継続的に作業するには大きな困難を伴う。そこで TAO 望遠鏡は観測者が山頂に登ることなく、原則的に山麓施設などからの遠隔制御で観測を遂行することを予定している。我々は長年にわたり、アメリカハワイ州マウイ島に設置した東京大学ビッグバン宇宙国際研究センター 2m MAGNUM 望遠鏡をサイトを無人にしたまま天文学教育研究センター三鷹キャンパスから遠隔観測を遂行してきた。さらに TAO 望遠鏡にさきだって、同サイトに建設した miniTAO 望遠鏡についても、2011 年にはサイト観測室とサンペドロアタカマの山麓施設のネットワークを速度 5Mbps の無線 LAN 回線で結び、山麓施設からの遠隔観測の遂行に成功した。そこでこれらの経験を踏まえつつ他の 8 m 級大望遠鏡の状況も調査し遠隔観測についての検討を行なった。

なお、望遠鏡立ち上げ当初からの完全無人遠隔観測を開始することは現実的ではない。そこで立ち上げ当初においては、観測支援と現場監視にあたる望遠鏡オペレータを山頂に 2 名配置し、いっぽう観測者はサンペドロアタカマの山麓施設から遠隔観測を遂行することを目指す。その後、遠隔観測の経験の蓄積とシステムの安定化に従って順次、山頂のオペレータを無人としていく。また作業安全のため、山頂にオペレータが居る場合でもトラブル時の対応は夜間はあくまで応急処置にとどめ、トラブル復旧作業は基本的には翌昼に行なうこととする。最終的には山麓施設にメンテナンス要員を配置しつつも観測者は日本からの遠隔制御で観測を遂行することを目指すとしている。

3.6.1 通信設備

TAO 望遠鏡サイトは現在、サンペドロアタカマの山麓施設と速度 5Mbps の無線 LAN 回線で接続され、さらにバックアップ回線として BGAN 衛星通信システム（電話併用）

が運用されている。将来的には TAO 望遠鏡サイトを ALMA が整備する光ファイバーネットワーク網に接続する計画で、TAO 望遠鏡サイトと ALMA OSF とが高速回線で結ばれる。そこで ALMA OSF と山麓施設とを結ぶ回線を確保することで LAN 環境に匹敵した速度が得られると期待される。いっぽうで ALMA の本格運用に伴い無線回線機器は停止する方針であり、光ファイバー回線に対するバックアップ回線（ネットワーク、電話など）の確保が将来的な課題となっている。

3.6.2 監視システム

遠隔観測を支援するため監視システムを構築する。これは環境監視系、システム監視系、状態表示系、緊急警告系の各システムによって構成される。環境監視系は気象情報および雲量情報を監視するものである。降雪・結露・強風などから望遠鏡を保護するために悪天候時には確実にドームを閉じる必要があるが、地上観測では天候が変化し予測も難しいため常に気象条件を監視して対応する必要がある。基本的な気象情報、雲量の測定のほか、砂塵の量や可降水量の測定も行いたい。環境監視情報は観測条件について定量的な情報が得られるため、観測モードの選択や得られた観測データの質の評価にも有用である。

システム監視系は望遠鏡やドーム、観測装置、またネットワークや電源などのインフラの状態を監視するものである。制御機からのステータス取り込みだけでなく、観測者やオペレータが望遠鏡や観測の状況を目視で状態を確認するために監視カメラや音声のリアルタイム監視も充実させる。

状態表示系は環境監視系やシステム監視系で収集した情報を整理し、現在のステータスやその変化の状況をオペレータや観測者に示すものである。回線速度に余裕がある状況ではとくに、グラフィカルユーザインターフェースなどを利用することでオペレータや観測者にわかりやすく表示することが可能である。表示画面は複数立ち上げることが原理的に可能であり、山頂の望遠鏡オペレータと山麓施設の観測者との情報の共有にも役立つであろう。

緊急警告系は環境監視系やシステム監視系で収集した情報を解析し、異常な状態である可能性がある場合にはオペレータや観測者に警告を発するものである。単純で影響が小さいものから複雑で深刻なものまで様々な状況が考えられるため、事態収拾は基本的にオペレータあるいは熟練した観測者が遠隔で行うが、よくある異常（観測中の天候の悪化など）については望遠鏡や観測装置の停止・状態復帰手順をマニュアル化し、さらに極力シンプルなコマンドによって安全を確保するようにする（これにはソフトウェアシステムだけでなくハードウェア側の対応も重要である）。また電源やネットワーク回線の異常は深刻で迅速な対応が必要なため、オペレータや観測者の介入を待たず緊急警告系が自律的に望遠鏡や観測装置の停止・安全確保手順を遂行することとする。

現代的な望遠鏡や観測装置は基本的に遠隔操作可能な計算機の制御下にあるが、遠隔観測のためにはこれを徹底し、通常の観測制御のみならず緊急時の状態監視や復旧手順も含め、細かい部分についても状態監視・遠隔操作できるようハードウェア・ソフトウェアを対応させる必要がある。

3.6.3 信頼性・耐障害性の向上

遠隔観測の実現のためには望遠鏡やドーム、観測装置、通信設備や電源設備、監視システムのハードウェア・ソフトウェアの信頼性と耐障害性を高めることが重要である。システムの信頼性向上のためにはある程度機能を制限してでも必要以上にシステムを複雑化しないようにする。いっぽうで単体の信頼性の向上には限界もあるため通信設備など重要部分は多重化・冗長化してシステムの可用性、耐障害性を高める。また TAO 望遠鏡サイトにおける低大気圧・低温環境下で安定した動作を確保するため、機器の選定および動作検証を行うべきである。日本国内のサイトで期待できるような安定した電力を確保するのは難しいため、停電時に安全にシャットダウンするための電力と通信回線の確保は極めて重要である。

3.7 限界等級

3.7.1 主なパラメータ

この計算で用いた望遠鏡の仕様は表 3.8 の通りである。

以下、望遠鏡鏡面の反射率、大気の透過率、大気背景放射の条件に関して詳細に説明する。

3.7.2 望遠鏡鏡面の反射率

望遠鏡鏡面は銀蒸着を施すと仮定し、反射率は理科年表の値を用いた。反射率のプロットを図 3.10 中段に示す。

3.7.3 観測装置の効率

観測装置の効率は、大きく (1) 検出器の量子効率、(2) 光学系の透過率、(3) 分光観測を行う場合は分光素子の透過率、に分けて考える。

表 3.8: 限界等級計算に用いたパラメータ

パラメータ		可視 ($< 1\mu m$)	近赤外 ($1 \sim 10\mu m$)	中間赤外 ($10\mu m <$)	単位
主鏡口径	D	6.5 (TAO)	/8.2 (Subaru)	/8.1 (VLT)	(m)
鏡面反射率	ϵ_{tel}		3.7.2 節参照		
鏡面数	n_{mirror}		2		
大気透過率	ϵ_{atm}		3.7.4 節参照		
大気温度	T_{atm}		255		(K)
大気放射率	e_{atm}		$= 1 - \epsilon_{\text{atm}}$		
望遠鏡温度	T_{tel}		270		(K)
望遠鏡放射率	e_{tel}		$= 1 - \epsilon_{\text{tel}}^{n_{\text{mirror}}}$		
観測装置効率	ϵ_{opt}		3.7.3 節参照		
大気背景放射	f_{BG}		3.7.5 節参照		
読出ノイズ	n_{read}	3	10	2000	($e^- s^{-1} \text{pix}^{-1} \text{r.m.s.}$)
暗電流	i_{dark}	1×10^{-2}	1×10^{-2}	1×10^{-2}	($e^- s^{-1} \text{pix}^{-1}$)
ピクセルスケール	s_{pixel}		0.1		($'' \text{pix}^{-1}$)
電荷容量	W_{pix}	1.5×10^5	2×10^5	2×10^7	($e^- \text{pix}^{-1}$)
最短積分時間	t_{min}	10	0.1	0.025	(s)

3.7.3.1 検出器の量子効率

- 可視 ($\lambda < 0.9\mu m$) での CCD の効率は, EEV のカタログ値³を用いる.
- 近赤外線 ($0.9 < \lambda < 5\mu m$) のアレイ検出器は全波長帯域で 80%を超えるものが出来ているので, 80%とした.
- 中間赤外線 ($5\mu m < \lambda$) では, $25\mu m$ 以下では Si:As を, $25\mu m$ 以上では Si:Sb を使うと仮定し, 値は SOFIA 計画の中間赤外カメラ FORCAST のページにある Si:As⁴と Si:Sb⁵の値を用いた.

3.7.3.2 光学系と分光素子の透過率

光学系, 分光素子の透過率は表 3.9 のように仮定した.

これらすべて合わせた観測装置の透過率を図 3.10 の下段に示す.

³<http://anela.mtk.nao.ac.jp/eev/eev.pdf>

⁴http://tnt.tn.cornell.edu/techmemos/Support_Docs/TM00_19/SiAs%20DQE.prn

⁵http://tnt.tn.cornell.edu/techmemos/Support_Docs/TM00_19/SiSb%20DQE.prn

表 3.9: 観測装置の透過率

	可視	近赤外	中間赤外
光学系透過率	0.7	0.7	0.5
分光素子透過率	0.6	0.6	0.6

3.7.4 大気の透過率

3.7.4.1 可視域

可視域での大気減光は主に大気中の分子とダストの散乱によるものと考えられる。そこで GEMINI の資料 (もとのデータは CFHT マニュアルなど) にあるマウナケア (4200 m) における大気減光量のデータをもとに, 各高度の大気圧によってスケーリングして各高度での大気透過率を推定する。

3.7.4.2 赤外域

赤外域での大気透過率は大気モデルによる透過率を計算するソフトである ATRAN (Lord, S. D. 1992, NASA Technical Memor, 103957) によりを計算した。標高は 5600m, 4200m (マウナケア相当), 2600m (VLT サイトのパラナル相当) の 3 通りを仮定している。注意事項として

- 天頂 ($Z = 0$)
- 計算波長域は $0.8\mu\text{m} \sim 1000 \mu\text{m}$
- ATRAN の仕様が波長分解能 $R \sim 10000$ (30 km/s) までとなっているので, 計算は $R = 10000$ (波長によって R に ± 200 くらいの差がある) で行なった。
- ATRAN の標準大気モデルによれば 5600m=18373 フィートにおける水蒸気量は 1.1mm となったが, Chajnantor における水蒸気量の観測結果より水蒸気量上位 25% より 0.5mm を仮定した。
- ATRAN の標準大気モデルによれば 4200 m=13780 フィートにおける水蒸気量は 3.4 mm となったが, GEMINI 望遠鏡 の資料で 4200m マウナケアでの水蒸気量上位 20% が 1.0mm であることから, 1.0mm を仮定した。
- 2600m=8530 フィートの計算については ATRAN の標準大気モデルによる水蒸気量 6.0mm を採用。

計算結果を図 3.10 上段に示す。

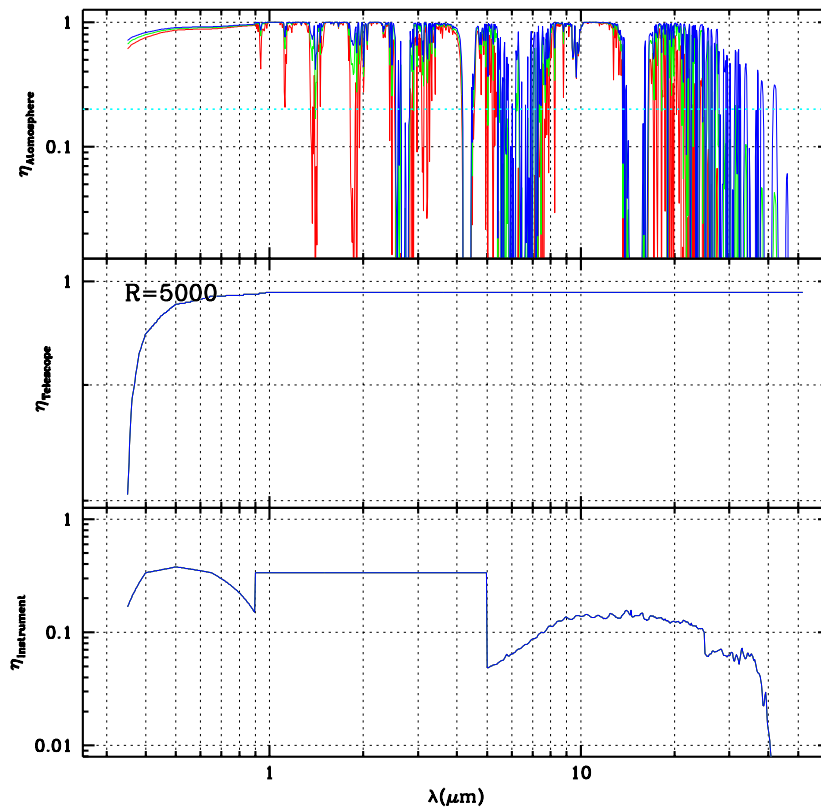


図 3.10: 限界等級計算に用いたさまざまな透過率曲線. (上) 大気の透過率. ただし, 大気の透過率のデータは波長分解能 5000 に落して表示している. 青線が 5600m (TAO), 緑線が 4200m (すばる), 赤線が 2600m (VLT) の標高に対応している. また, 水色線は透過率が 20% のレベルを示している. (中) 望遠鏡鏡面の反射率 (2 回反射). (下) 観測装置の透過率 (光学系, 分散素子, 検出器の効率を全て合わせたもの).

3.7.5 背景放射

大気背景放射は夜光と熱放射の 2 種類があるとし, 以下のように仮定した.

- 夜光は⁶<http://www.gemini.edu/sciops/ObsProcess/obsConstraints/obsConstraints.html>を用いる. ただし, $2.25\mu\text{m}$ より長波長は大気熱放射だけで良いとして, 0 とする.

⁶マウナケアでの測定結果

- 大気からの熱放射は, 温度 T_{atm} の黒体放射 $\times(1 - e_{\text{atm}})$ とした.
- 望遠鏡からの熱放射は, 温度 T_{tel} の黒体放射 $\times(1 - e_{\text{atm}}^{n_{\text{mirror}}})$ とした.

3.7.6 限界等級

以上の条件を元に, $0.35 \sim 52\mu\text{m}$ に渡っての限界等級を積分時間は 10,000 秒, $S/N = 10$ として TAO, すばる, VLT の各望遠鏡で, 撮像 ($R = 5$), 狭帯域撮像 ($R = 100$), 中分散分光 ($R = 5000$) の観測モードについて算出した.

この際に以下の条件を課した.

- 星像サイズは可視 ($\lambda < 1\mu\text{m}$) で $0.''5$, 赤外 ($\lambda > 1\mu\text{m}$) で $0.''4$. ただし, 回折限界のサイズがこれよりも大きい場合は回折限界サイズを用いる.
- 検出アパーチャーのサイズは星像サイズの 2 倍とする.
- 単一フレームの積分時間 t_{single} は背景放射によるカウントを S_{BG} ($\text{e}^- \text{s}^{-1} \text{pix}^{-1}$) としたときに

$$t_{\text{single}} = W_{\text{pixel}}/S_{\text{BG}} \quad (3.1)$$

とする. ただし,

- $t_{\text{single}} > 3600\text{s}$ なら $t_{\text{single}} = 3600\text{s}$
- バックグラウンド・リミットに達する積分時間 t_{BGLP} を

$$t_{\text{BGLP}} = (4n_{\text{read}})^2/S_{\text{BG}} \quad (3.2)$$

とし, $t_{\text{single}} > t_{\text{BGLP}}$ なら $t_{\text{single}} = t_{\text{BGLP}}$ とする.

さらに, 以下の観測不能条件を課している.

- 最小積分時間 (t_{min}) の積分で背景放射によってピクセル容量 W_{pix} が溢れる場合は観測不能とする.
- 大気の透過率が $\epsilon < 0.2$ の波長帯は背景放射の変動が大きすぎるために観測不能とする.

最終的に算出された限界等級が図 3.11~3.13 である.

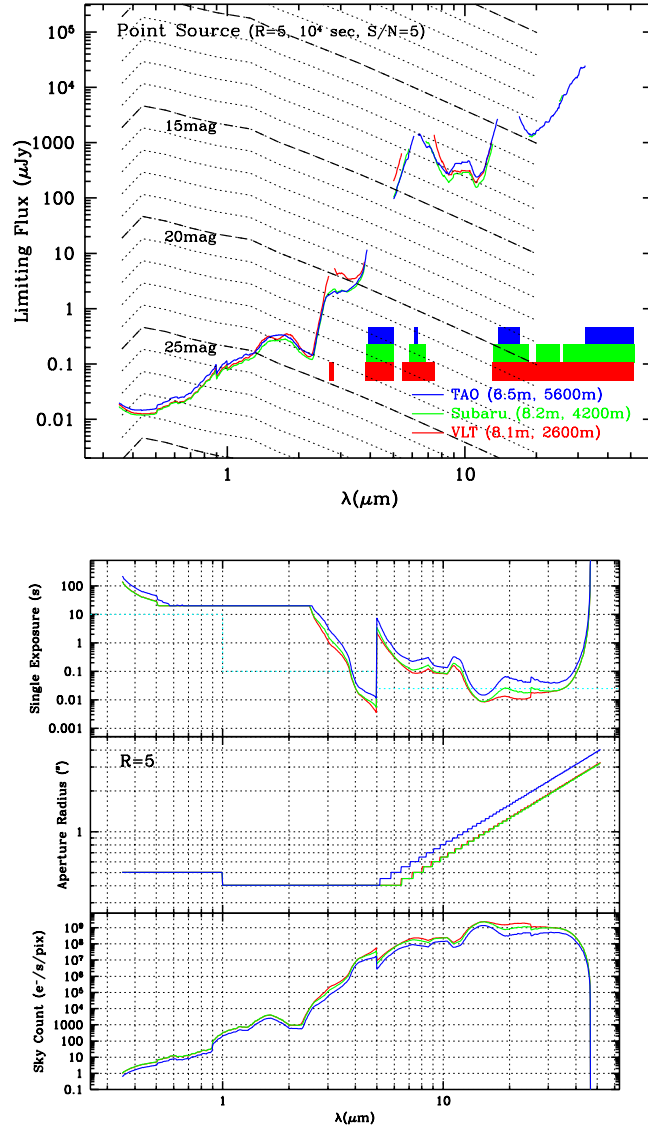


図 3.11: (上) 撮像時 ($R = 5$) の TAO (青線), すばる (緑線), VLT の限界等級 (赤線). 下四角は TAO (青), すばる (緑), VLT (赤) で観測不能な波長帯を示している. (下) 撮像時の単一積分時間, アパーチャの半径 (星像サイズの直径), ピクセルあたりの背景放射のカウント. 水色の点線は各波長帯での最小積分時間を表している.

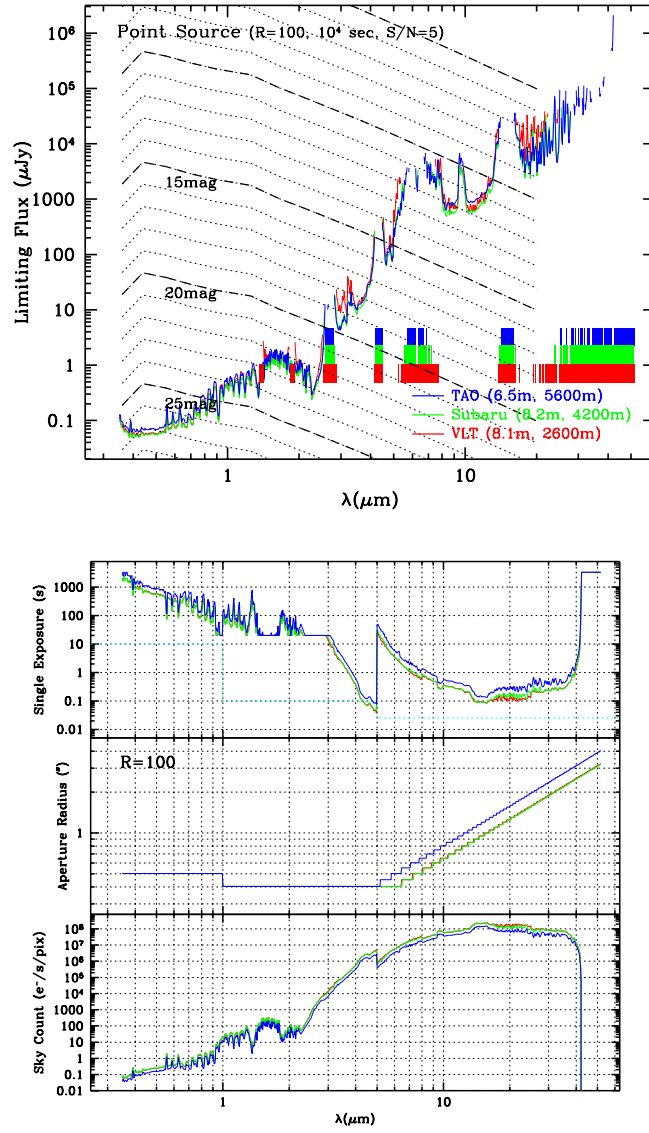


図 3.12: 狭帯域撮像時 ($R = 100$).

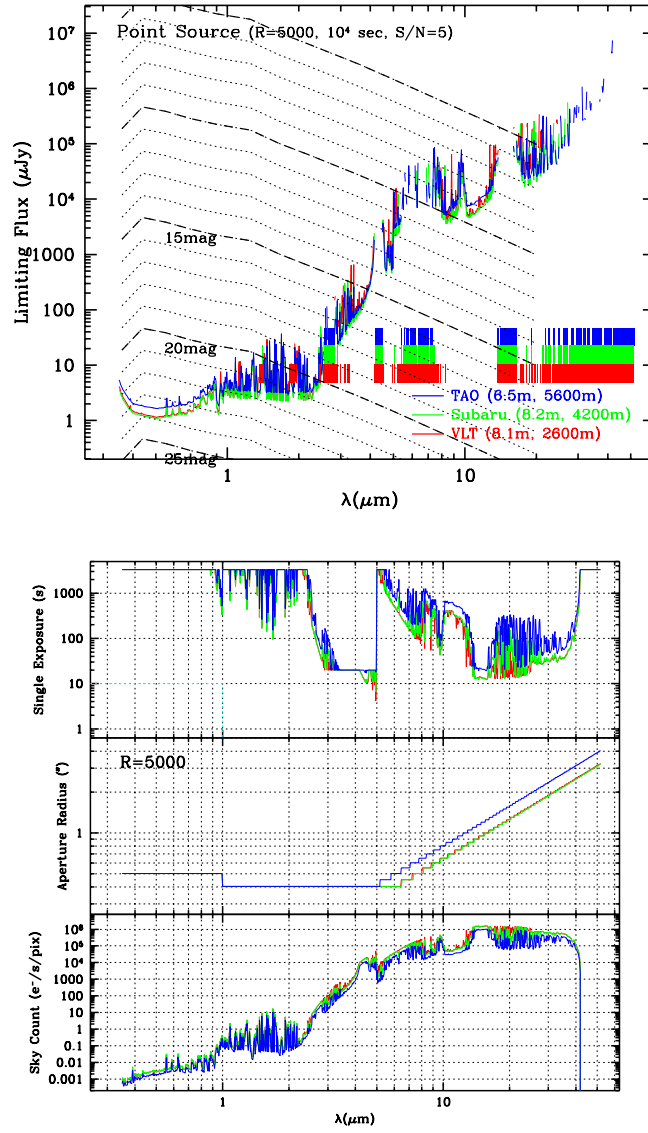


図 3.13: 分光時 ($R = 5000$) の TAO(青線).

第4章 観測装置

ここでは、TAO 望遠鏡運用当初に搭載することを考えている観測装置について、その仕様を簡単に述べる。搭載する観測装置は、近赤外域、中間赤外域のものがあ、それぞれ最適な焦点に設置される。

4.1 近赤外線 2 色同時多天体分光器 SWIMS

SWIMS (Simultaneous-color Wide-field Infrared Multi-object Spectrograph, 近赤外線 2 色同時多天体分光器) は、 $0.9\text{--}2.5\ \mu\text{m}$ の波長域において撮像機能と冷却スリットマスクによる多天体分光機能を備えた近赤外線観測装置である。この装置は TAO 望遠鏡のサイエンスの大部分を担う最も重要な観測装置として、汎用的でありながらも TAO 望遠鏡の独自性を保つ仕様となっている。

2011 年 5 月末までに全ての部品の製作・納入が完了しており、各部の真空・冷却動作試験を経て、全体を組みあげた後、望遠鏡シミュレータで装置を傾けた冷却時の性能評価試験を予定している。

4.1.1 装置コンセプト

SWIMS は $0.''126/\text{pixel}$ という高い空間分解能で $\phi 9.6$ の広視野をカバーし、近赤外線 2 波長域 (blue: $0.9\text{--}1.4\ \mu\text{m}$ / red: $1.4\text{--}2.5\ \mu\text{m}$) の同時撮像・同時多天体分光を実現する。TAO 望遠鏡サイトの強みである連続的な大気の窓 (図 4.1) を活かし、**”0.9–2.5 μm のスペクトルを切れ目無く取得する事が出来る”**、というのが SWIMS の最もユニークな点である。

SWIMS の概観と装置仕様を図 4.2、表 4.1 にまとめる。この装置は大きく分けて、分光用スリットマスクを扱うスリットマスク交換機構と、光学系や検出器を真空・低温下に維持するメインデュワー、そして装置を支える支持構造や周辺機器で構成される (図 4.3)

¹. 望遠鏡の完成に先立って試験観測や初期科学観測を行うために国立天文台すばる望遠

¹光学ベンチ、メインデュワーと支持構造は住友重機械工業株式会社により設計・製作された。

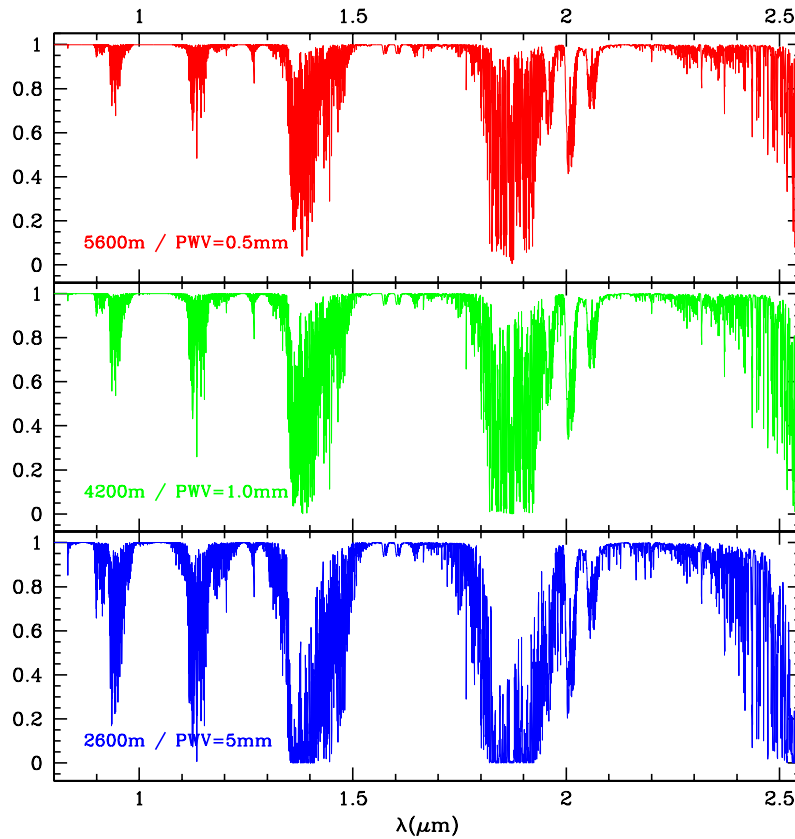


図 4.1: 3つの望遠鏡サイト (上: チャナントール (5,600m), 中: マウナケア (4,200m), 下: パラナル (2,600m)) における典型的な水蒸気量を用いて大気透過率シミュレーション ATRAN (Lord 1992) で計算した近赤外線波長域の大気透過率. 波長分解能は $R=1000$. 広帯域フィルター (J , H , K など) の隙間となる強い大気吸収が高度が上がるとともに減っていくのが分かる.

鏡にPI装置として取り付ける事を想定しており, 現在は光学系の一部がすばる望遠鏡の光学パラメータに合わせて最適化されている. TAO 望遠鏡に搭載する際には最低4枚のコリメータレンズを入れ替えるだけで結像性能を維持する事が出来る設計となっている.



図 4.2: 2011 年 6 月に初めて組みあげられた SWIMS

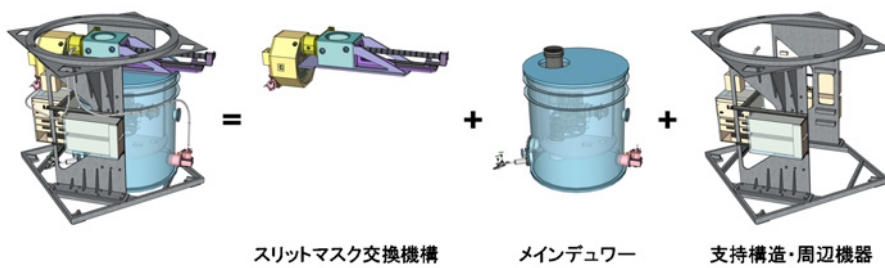


図 4.3: SWIMS の構成要素

表 4.1: SWIMS 装置仕様

サイズ・重量	2m × 2m × 2m, 約 2.5t
観測モード	撮像, 冷却マルチスリットマスクによる多天体分光
視野 ^a	撮像: $\phi 9.6$, 分光: 9.6×6.0
観測波長	0.9–2.5 μm (blue: 0.9–1.4 μm , red: 1.4–2.5 μm)
ピクセルスケール ^b	0."126 /pixel
検出器	Teledyne Technologies, Inc 社製 HAWAII-2RG (2048 × 2048 pixels, 18 μm /pixel, 2.5 μm cut-off) (blue/red 光路にそれぞれ 4 台ずつ)
フィルター	
広帯域	Y ($\lambda_c = 1.02 \mu\text{m}$), J (1.25 μm), H (1.64 μm), K_s (2.15 μm)
狭帯域	$N129$ ($\Delta\lambda = 40\text{nm}$), $N133$ (34nm), $N1875$ (20nm), $N195$ (40nm)
波長分解能 (スリット幅 0."5)	blue: $\lambda/\Delta\lambda \sim 700\text{--}1000$ red: $\lambda/\Delta\lambda \sim 500\text{--}900$
スリットマスク数	24 枚 (ロングスリットなど常設のものも含む)
同時分光天体数	～ 30 天体/マスク
期待される点源限界等級 ^c (AB 等級, 1 時間積分, S/N=5)	
撮像	$Y = 25.3, J = 24.6, H = 24.2, K_s = 24.3$
分光 ($\lambda/\Delta\lambda = 1000$)	$Y = 22.6, J = 21.7, H = 21.1, K_s = 21.3$

^aすばる望遠鏡用光学系では, 撮像時 $\phi 7.4$, 分光時 7.4×4.6 となる.

^bすばる望遠鏡用光学系では, 0."096 となる.

^cすばる望遠鏡搭載時は, TAO 望遠鏡と比べて口径分 ($2.5 \times \log_{10}(8.2/6.5) \sim 0.3$ 等) 深くなると予想される.

4.1.2 光学系²

SWIMS 光学系は, $\phi 9.6$ の広視野をカバーする $\phi 230 \text{ mm}$ のフィールドレンズや 2 波長同時観測のためのダイクロミックミラーを有する全長 1.5m のレンズ光学系 (最終 F 値 4.8 となる縮小光学系) で, 熱輻射を抑えるために 70K 以下まで冷却される. 光学系の仕様を表 4.2 に, 光学系レイアウトを図 4.4 に示す. 現在はすばる望遠鏡の光学パラメータに最適化されているが, コリメータユニット内の 4 枚のレンズ (作業性やコストパフォーマンスを考慮するとユニット全体) を交換する事により TAO 望遠鏡用へと最適化出来る仕様になっている (図 4.7, 4.8, 4.9) .

最も大きな光学素子である入射窓は真空維持用 (Fused Silica, $\phi 254 \text{ mm}$) と輻射断熱用 (Fused Silica, $\phi 238 \text{ mm}$) の 2 枚組構成となっている. 非球面の Fused Silica レンズ

²オプトクラフトとの共同開発

表 4.2: SWIMS 光学系仕様

	短波長側	長波長側
最適化波長	0.9–1.5 μm	1.4–2.5 μm
コリメータユニット	非球面の Fused Silica レンズを含む 7 枚構成 (短長共通)	
カメラユニット	球面レンズ 6 枚構成 (F4.8)	球面レンズ 6 枚構成 (F4.8)
結像性能 (RMS スポットサイズ)	1.2 pixel 以下	1.0 pixel 以下
視野歪曲	視野全域に渡り 1%以下	視野全域に渡り 1%以下
瞳径	直径 70mm	直径 70mm
使用温度	70K 以下	70K 以下

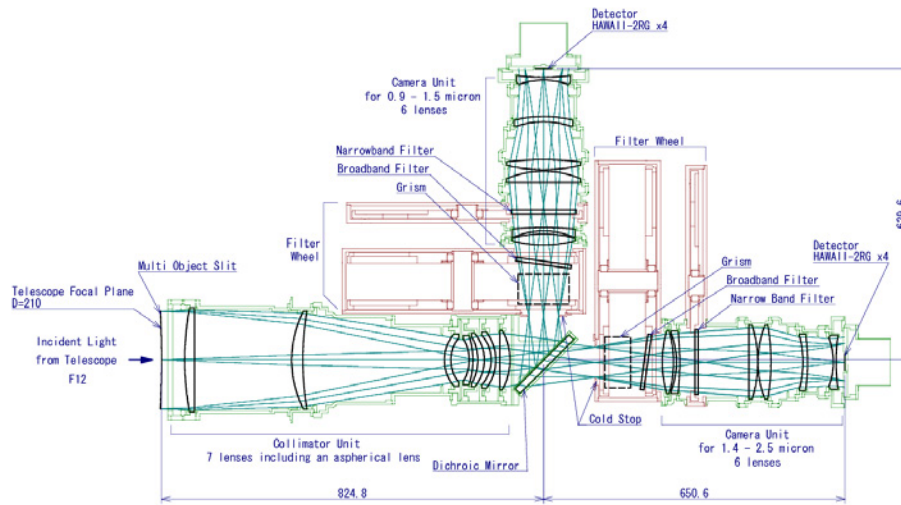


図 4.4: すばる望遠鏡搭載用 SWIMS 光学系レイアウト。望遠鏡から入射して来る F12.2 の光はコリメータユニットによって平行光となり、ダイクロイックミラーで波長 1.4 μm を境に 2 光路に分けられる。それぞれの光路に 3 層のターレット（分散素子、広帯域・狭帯域フィルター）がある。平行光はそれぞれのカメラユニットにより集光されて最終的に検出器に再結像する。分光観測時には Multi Object Slit と記した望遠鏡焦点面にスリットマスク板が置かれる。

を含む 7 枚のレンズからなるコリメータユニットを通して、望遠鏡から入射する F12.2 の光が瞳径 70mm となる平行光へ変換される。平行光中には 150 mm $\times$ 120 mm のダイクロイックミラーを設置し、反射する短波長側 (blue: 0.9–1.4 μm) と透過する長波長側 (red: 1.4–2.5 μm) の 2 つに光路を分ける。それぞれの光路につき、分散素子用 (8 スロット, ϕ 120 mm), 広帯域フィルター用 (8 スロット, ϕ 120 mm), 狭帯域フィルター用 (7 スロット, ϕ 125 mm) の 3 枚のターレットを設けており、狭帯域フィルター用ター

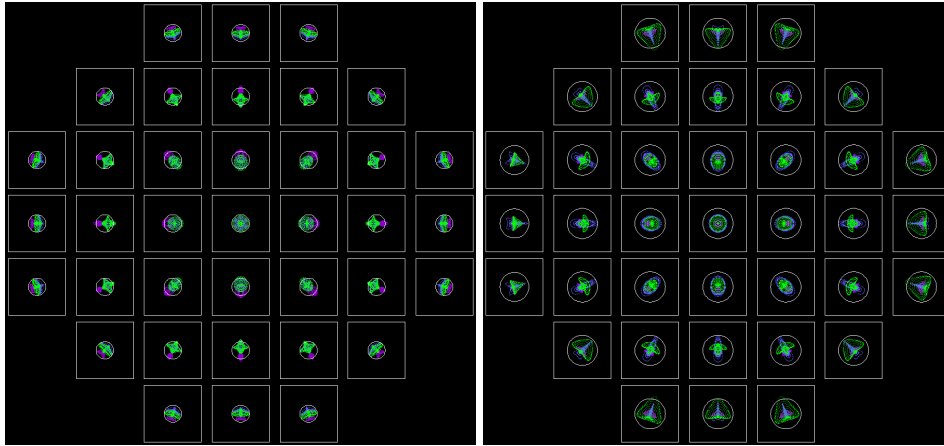


図 4.5: すばる望遠鏡搭載時の撮像観測の結像性能. 視野中心と $\pm 1.1'$, $\pm 2.2'$, $\pm 3.3'$ の位置での結像状態を示している. 矩形は 1 辺が $55 \mu\text{m}$ (3 pixel もしくは $0.3''$ 相当) である. 左: 短波長側 (紫 = $0.9 \mu\text{m}$, 緑 = $1.25 \mu\text{m}$, 青 = $1.45 \mu\text{m}$, 丸は波長 $1.45 \mu\text{m}$ での Airy disk サイズ), 右: 長波長側 (紫 = $1.45 \mu\text{m}$, 緑 = $1.8 \mu\text{m}$, 青 = $2.5 \mu\text{m}$, 丸は波長 $2.5 \mu\text{m}$ での Airy disk サイズ) を表す.

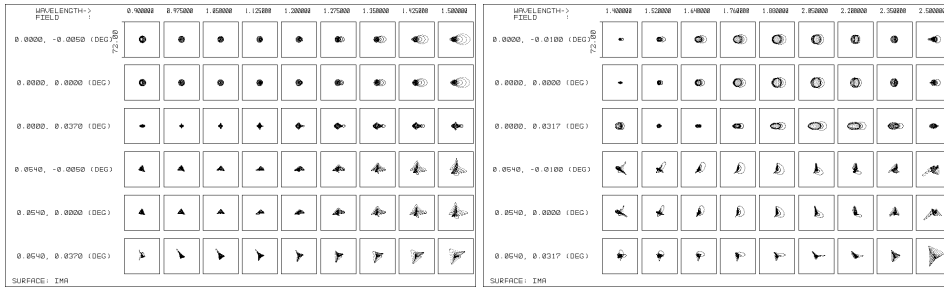


図 4.6: すばる望遠鏡搭載時の分光観測の結像性能 (左が短波長側, 右が長波長側). 矩形は 1 辺が $72 \mu\text{m}$ (4 pixel もしくは $0.4''$ 相当) である. 丸は各波長での Airy disk サイズを示す.

レットは透過波長の視野位置依存性を抑えるためにカメラ系第 2 レンズのあとに挿入する. 焦点位置を変化させないために, 狭帯域フィルターを用いない観測でも同じ屈折率を持つ平行平板を使用する. 一度の観測で $0.9\text{--}2.5 \mu\text{m}$ 全てのスペクトルを取得できるようにするため, 分散素子 (グリズム) の波長分解能 R ($\lambda/\Delta\lambda$) は ~ 1000 (スリット幅 $0.5''$ を仮定) となっている.

撮像および分光時のスポットダイアグラムを図 4.5, 4.6 に示す. どちらの観測モードにおいても blue/red 光路ともに視野全域に渡り良好な結像性能を示している. 図 4.8, 4.9 に示すように, TAO 望遠鏡用にコリメータユニットを交換した光学系でも性能の劣化は見られない.

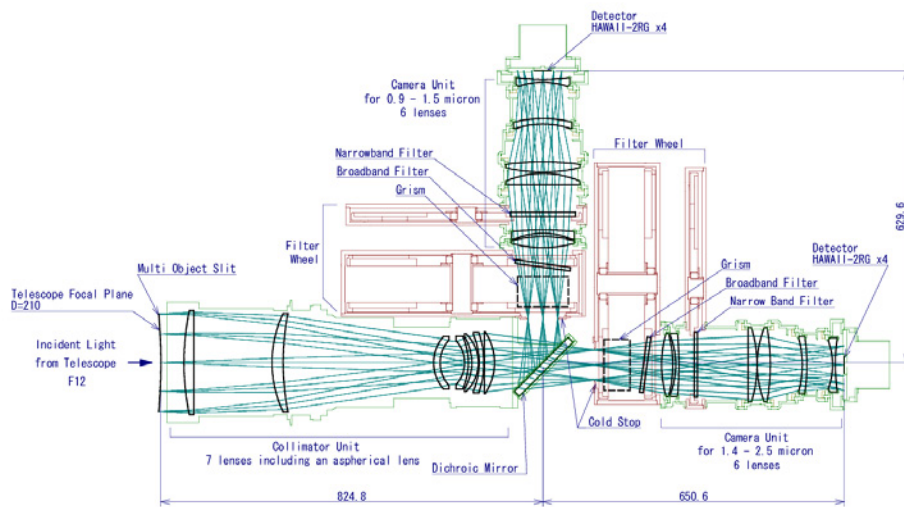


図 4.7: TAO 望遠鏡搭載用にコリメータユニットを入れ替えた SWIMS 光学系レイアウト。

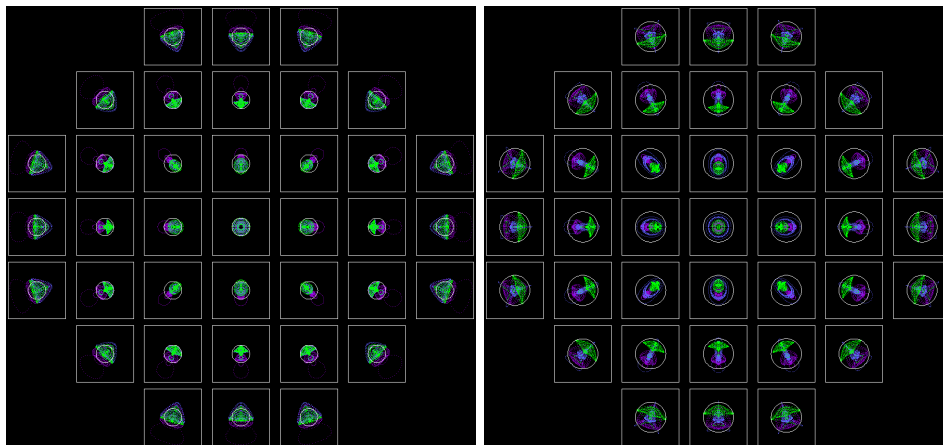


図 4.8: TAO 望遠鏡搭載用光学系での撮像観測の結像性能. 図の見方は図 4.5 に同じ。

4.1.3 検出器

Teledyne Technologies, Inc 社製の HgCdTe 検出器アレイ HAWAII-2RG ($18 \mu\text{m}/\text{pixel}$, $2048 \times 2048 \text{ pixels}$, $2.5 \mu\text{m}$ cut-off, Science Grade) を各光路につき 4 台並べ、 $0.''126/\text{pixel}$ で視野 $\phi 9.6$ をカバーする設計となっている。2011 年 7 月時点では各光路に 2 台ずつ (視野にして 8.6×4.3) となる計 4 台を購入済みである (図 4.10) が、TAO

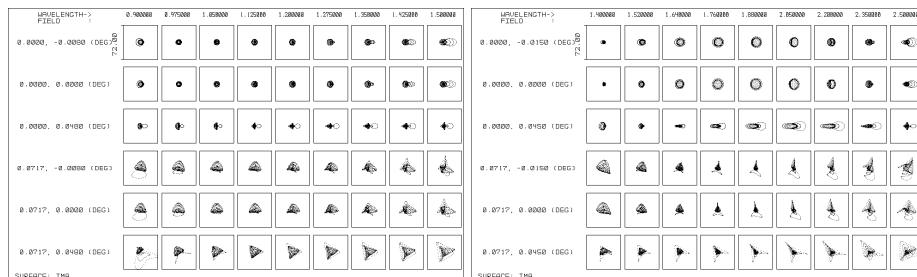


図 4.9: TAO 望遠鏡搭載用光学系での分光観測の結像性能 (左が短波長側, 右が長波長側) . 図の見方は図 4.6 に同じ.

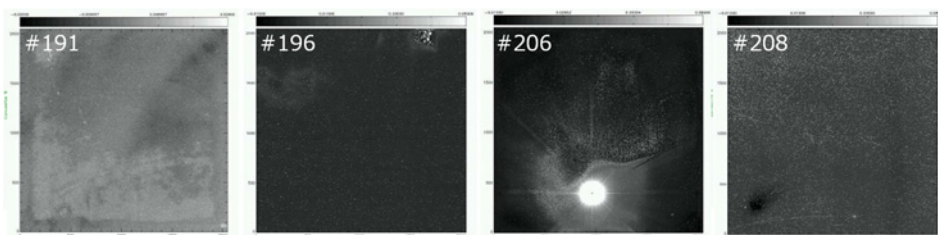


図 4.10: 納品された HAWAII-2RG 検出器の暗電流マップ (データシートより)

望遠鏡での観測を開始するまでに順次追加していく予定である.

検出器の制御には, Teledyne 社から提供される検出器駆動・読み出し回路 SIDECAR ASIC および JADE2 カードを用いる.

4.1.4 分光用スリットマスク交換機構³

SWIMS の多天体分光機能はすばる望遠鏡用観測装置 MOIRCS (Ichikawa et al. 2006; Suzuki et al. 2008) の分光機構をベースに設計されている. 具体的には,

- 24 枚のスリットマスクを低温 ($< 100\text{K}$) 下で保管するためのマスクデューワー
- 任意のスリットマスクを選択するための回転部 (カルーセル)
- 選択されたスリットマスクを焦点位置まで運ぶ/マスクデューワーにしまうための直動部 (マスクキャッチャー)

からなる機械系である. マスクデューワーには専用の真空ポンプと GM 冷凍機が備わっているため, メインデューワーとは独立に真空・冷却サイクルを行う事が出来る. さらに,

³株式会社センテンシアとの共同開発

表 4.3: スリットマスク交換機構駆動系・監視系

駆動源	
ステッピングモーター	マスクキャッチャー平行移動, カルーセル回転
圧縮空気	マスクキャッチャー開閉, マスクキャッチャー回転
センサー	
ホール素子 IC	カルーセル回転時のマスク位置認識 (マスクを保持するポケットに磁石を装着)
可視光レーザー	マスクキャッチャー平行・回転移動, 開閉の動作認識
小型 CCD カメラ	デュワー内の様子を遠隔で視認するため

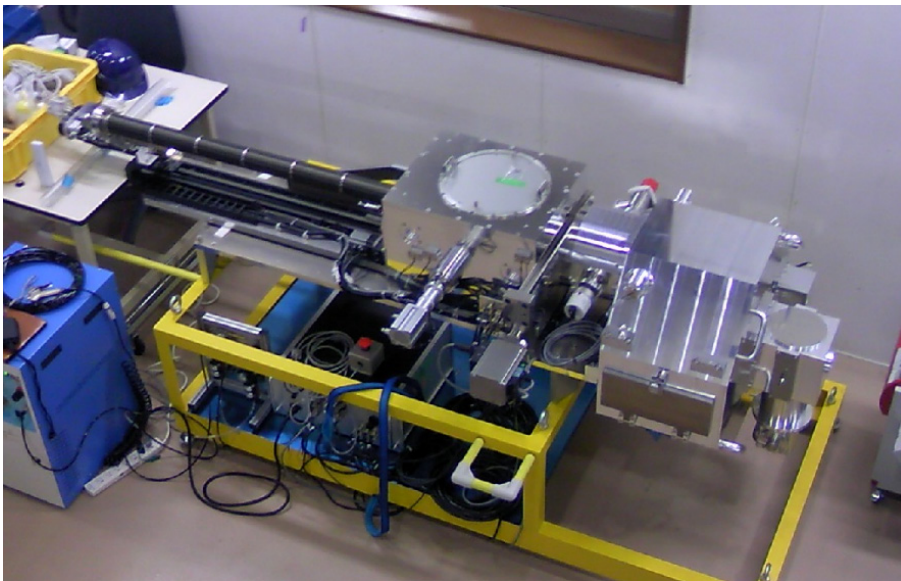


図 4.11: 単独試験中の SWIMS スリットマスク交換機構. 図 4.2 のようにこのユニット全体 (黄色い構造物を除く) が本体デュワーの上部に接続される. 中央部が望遠鏡焦点に位置する. 左側が直動部 (マスクキャッチャー), 右側の多角形の構造がマスクデュワーで, 全長はおよそ 2.4m, 重量はおよそ 370kg.

SWIMS では焦点位置に強力なネオジウム磁石を配置してスリットマスクを固定し, 観測時の (装置の姿勢による) スリットマスク位置の安定性・再現性の向上を図る. 図 4.11, 4.12 に SWIMS スリットマスク交換機構の全体像と 3D イラストを示す. 表 4.3 にはマスク交換動作に用いられる駆動系・監視系についてまとめる.

分光観測におけるスリットマスク設置動作を図 4.13 に示す. カルーセルを回転させて希望のスリットマスクを選んだ後, マスクキャッチャーにより掴み焦点面にセットする, という流れである. スリットマスクの交換または分光観測終了時はこれと逆の順序でマス

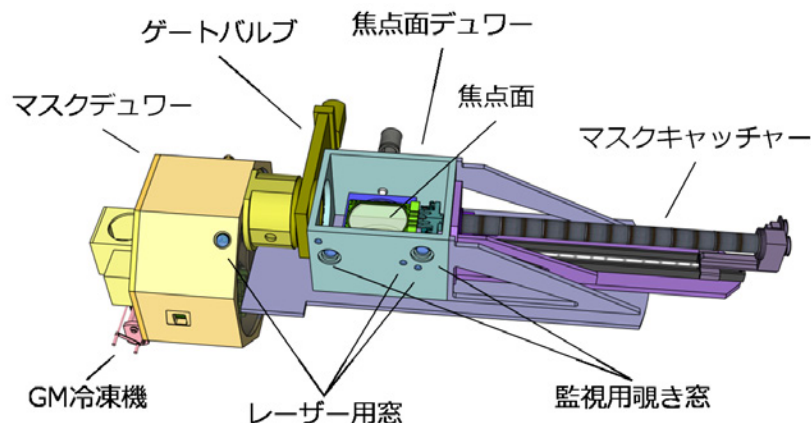


図 4.12: スリットマスク交換機構の概観図. 24 種類のスリットマスクを保管するカルーセルを低温下に保持するマスクデューワーと、指定したスリットマスクを取り出す/しまうための直動部 (マスクキャッチャー) から成る機械系. マスク交換動作の節目の場所にはレーザーやカメラで動作を監視するための小穴を設けている. ゲートバルブは、光学系・検出器を真空・低温状態に保ったままマスクデューワーのみを常温・大気圧に戻すために使用する.

クをしまう. カルーセルには 24 枚のスリットマスクを保管しておく事が出来るが, マスク温度監視用スロットやロングスリット専用スロット (場合によっては複数のスリット幅を用意) を除くと観測者が自由に使えるのは最大でおよそ 20 スロット程度になると予想される. 一晩に 3-4 枚のスリットマスクを使用する場合では, およそ 5 日分をデューワー内に貯めておける計算になる. 全てのスリットマスクの観測が終わると, 新しいスリットマスクセットと入れ替える作業を行う. SWIMS では, マスクキャッチャーによるマスクの挿入方向と垂直な方向から手作業での入れ替えが出来るようになっている (図 4.14). その際, マスクデューワー内を常温・大気圧にする必要があるが, ゲートバルブを閉じる事により, 光学系や検出器などメインデューワーには一切影響を与える事なく作業を行う事が出来る.

広視野, 特に視野端での分光の精度を向上させるために, スリットマスクホルダーは望遠鏡の像面湾曲に沿うような曲率を持っており, スリットを切った厚さ $100\ \mu\text{m}$ のアルミシートをその曲面にセットする (図 4.15). 1 つのシートに切ることのできるスリット数 (つまり同時分光出来る最大天体数) はおよそ 30 と見積もっている. スリットの加工は MOIRCS と同様にレーザーカッターを使用する予定である. アルミシートの着脱を容易にするため, 押さえ具 (retainer) はねじを使わずネオジム磁石でホルダーで固定される.

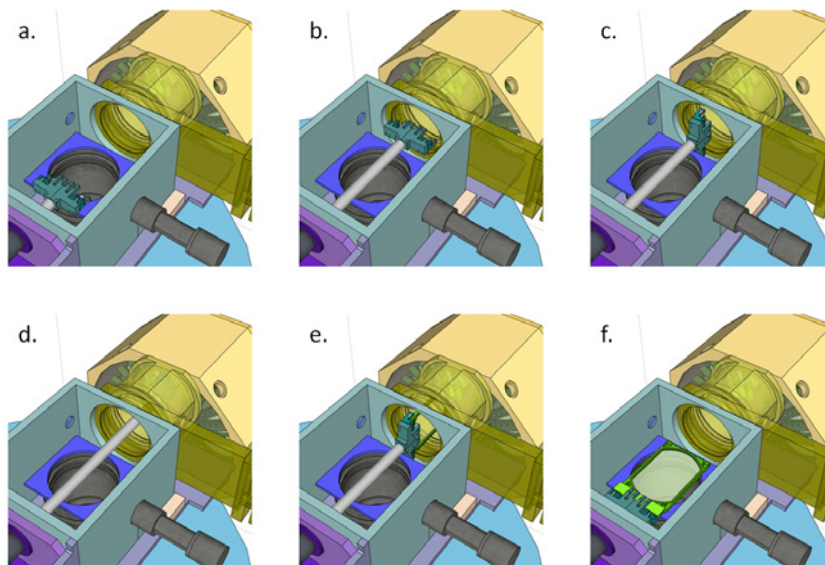


図 4.13: スリットマスク交換機構の基本動作. 中央やや左側が望遠鏡からの光が入射してくる焦点位置で, 右上 (黄色い構造) が 24 枚のスリットマスクを冷却下で保管しているマスクデューワーである. (a) マスクキャッチャーを退避位置から焦点面上を通過させる. (b, c) マスクキャッチャーの向きを 90 度回転させる. (d) さらにマスクキャッチャーを進行させ, スリットマスクを掴ませる. (e) マスクを掴んだままマスクキャッチャーを戻す. (f) 焦点面にスリットマスクを置き, マスクキャッチャーを退避位置まで戻す.

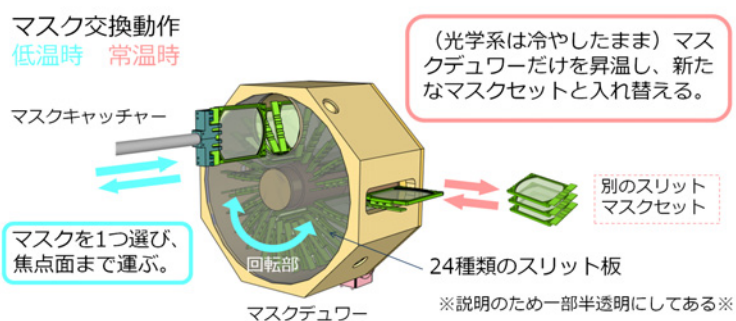


図 4.14: スリットマスクの取り出し・入れ替え方法. 観測中 (低温時) はマスクキャッチャーによって出し入れが行われる. 観測準備時 (常温時) は (マスクデューワー内を常温・大気圧に戻してから) 取りだし口を開けて新しいスリットマスクセットと手作業で入れ替える.

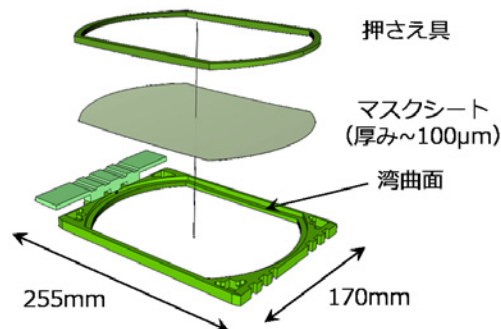


図 4.15: スリットマスクの構造。望遠鏡の像面湾曲に沿った曲率を持つホルダー面上にスリットを切ったマスクシート（厚さ $100\ \mu\text{m}$ ）を置き、押さえ具（retainer）で固定する。押さえ具とホルダーは磁石で密着される。常温であるマスクキャッチャーが触れる箇所は熱伝導率の低いステンレス鋼を使用している（キャッチャー側の接触面には樹脂を使用）。

4.1.5 開発中の機能

現在、装置本体の作業と並行して、下記の2つの要素開発を進めている。

4.1.5.1 面分光 (Integral Field Unit)

通常の（マルチ）スリット分光とは別の分光モードとして、国立天文台先端技術センターと進めている研究である。

スリットやマイクロシャッター（後述）を用いた通常の分光観測では、光が分散する方向には単一の開口しか開ける事が出来ない。このために天体の空間的な情報は著しく減少してしまう。一方、この面分光モードでは天体の空間情報を保持したまま分光観測を行う事が出来るために、観測効率を向上させる事が出来る。さらに、SWIMSの2波長域同時観測という特長と合わせると、既存の装置ではなし得ない波長範囲を同時に面分光する事が可能となる。

面分光には空間情報を保持するいくつかの方法があるが、我々が検討しているのはイメージスライサー型の軽量面分光ユニットである。その原理を図 4.16 に示す（GEMINI 望遠鏡用観測装置 GNIRS の例）。望遠鏡から入射した光は、焦点面に置かれた短冊状のイメージスライサミラー（S1）により視野分割される。S1 は凹面鏡となっており、分割された視野からの光線は、瞳ミラー（S2）によって焦点位置に一本のスリット状に再結像されたのち、装置の光学系へと送られる。

現在、GEMINI/GNIRS の実績を参考に光学・機械系の検討を進めているが、SWIMS では現行のマスクキャッチャーが扱える大きさと重量以内に面分光ユニットを収める必

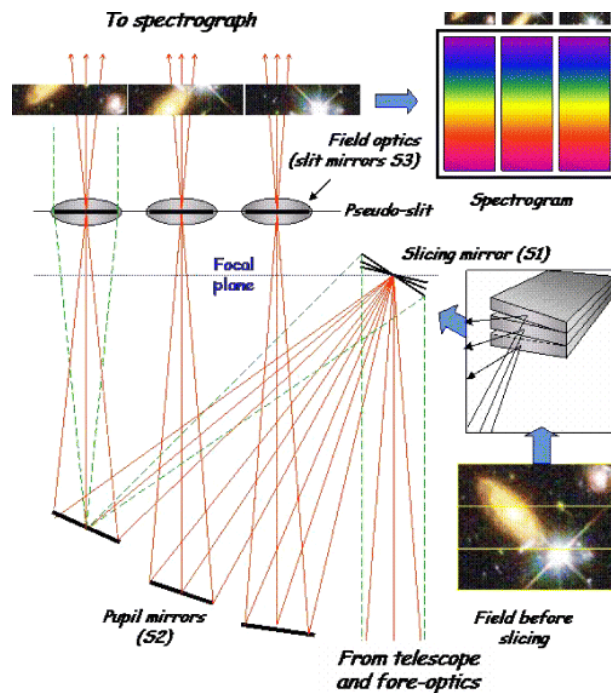


図 4.16: イメージスライサによる面分光の原理 (Allington-smith et al. 2006) . 望遠鏡から入射して来る光は Slicing mirror である視野区画ごとに分割され, それらは Pupil mirror で一列に並べ直されて装置光学系へと送られる.

要があるので, カバーする視野とのトレードオフで小型化・軽量化についても検討し, 最終的な仕様を決定する予定である.

4.1.5.2 マイクロシャッターアレイ

マルチスリットを用いた多天体分光に変わる, よりフレキシブルな分光機構として, 東京大学生産技術研究所の年吉研究室⁴と共同で進めている研究である.

これは半導体微細加工 (MEMS) 技術により 100 μm 程度の幅のシャッター (マイクロシャッター) を敷き詰めてアレイを作り, その開閉を個別に制御する事で任意の形状のスリットパターンを作る, という手法である. これにより, これまで手作業で行われていたマルチスリットマスクの作成や装置へのインストールが不要となり, 非常に高効率で, しかも容易に多天体分光観測を行う事が可能となる (図 4.17) .

⁴<http://toshi.iis.u-tokyo.ac.jp/toshilab/>

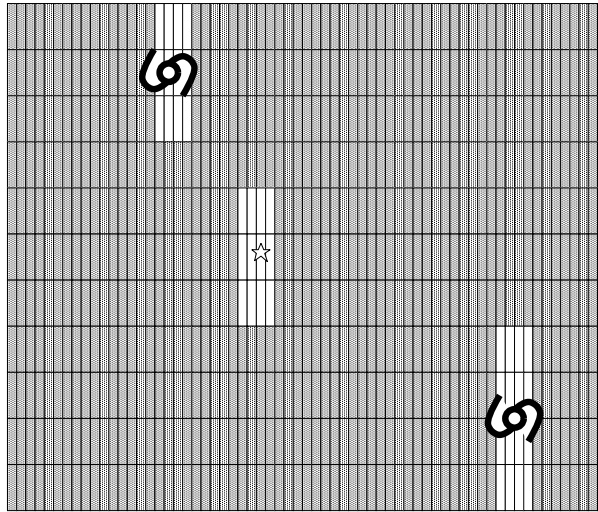


図 4.17: マイクロシャッターを用いたときの焦点面のイメージ. 背景の個々の長方形が $0.1\text{ mm} \times 1\text{ mm}$ のシャッター板に相当する. 複数のシャッター板を同時に開くことによって (白抜き長方形), 任意の位置にある天体の分光を可能とする.

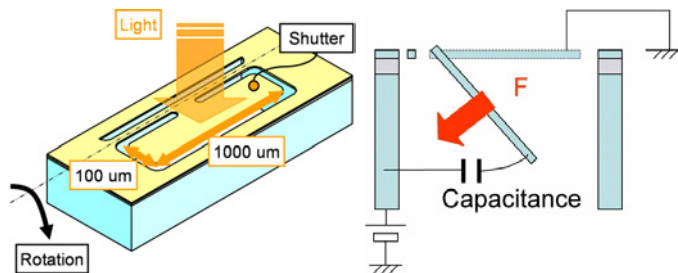


図 4.18: 東大天文センターと生産研が共同で開発しているマイクロシャッターアレイの 1 素子分の概念図 (左) と静電駆動のモデル図 (右)

我々のグループでは, $100\text{ }\mu\text{m} \times 1,000\text{ }\mu\text{m}$ のマイクロスリットを静電的に開閉を制御する方式を考案し (図 4.18), これまでに幾度か試作と改良を行ってきた (図 4.19). この方式による開閉動作は既に確認しており, 現在は動作信頼性を高めるために製造プロセスの改善を図っている.

最終的には, マイクロシャッターを 10 個並べたものをサブユニット ($0.1\text{ mm} \times 10\text{ mm}$) として, それを $2\text{ cm} \times 2\text{ cm}$ に敷き詰めたもの (パッケージ) を焦点面に並べる予定である.

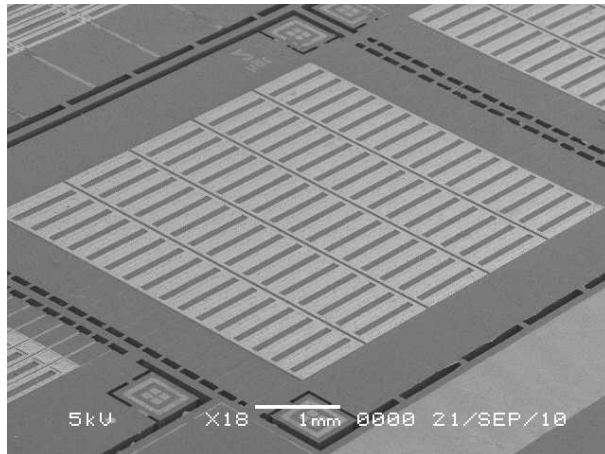


図 4.19: 静電駆動マイクロシャッターアレイの試作品 (2010 年 9 月)

4.1.6 開発スケジュール

装置各部の設計・製作・納入は既に完了しており、今後、各機能の単独 (冷却) 試験や全体の組みあげと性能試験を望遠鏡シミュレータに取り付けて行う。その後、すばる望遠鏡での試験観測を実施する予定である。

大まかには以下のようなスケジュールになっている。

- 2011/後** 検出器駆動試験, スリットマスク交換機構冷却動作試験,
光学系を除く全体冷却試験
- 2012/前** 全体組みあげ, 常温・低温性能試験, 調整
- 2013/初** すばる望遠鏡への輸送
- 2013/後** すばる望遠鏡でのファーストライト, 試験観測
- 2017** TAO 望遠鏡でのファーストライト, 本観測運用

4.2 中間赤外線分光撮像装置: MIMIZUKU

4.2.1 TAO 望遠鏡の中間赤外線での特徴

地上大口径望遠鏡による熱赤外観測は、空間解像度が高いこと、また観測機会が多いことなどといった特徴を持ち、飛翔体観測装置とは相補的な関係にある。観測天文学では高解像度の観測は高感度の観測と並んで本質的に重要であり、熱赤外域での観測で地上望遠鏡の果たすべき役割は非常に大きいと言える。

しかしながら、熱赤外域では大気中の分子、とくに水蒸気のラインが多数存在し、観測の精度や感度を低下させる。これは、(i) 大気中の水蒸気のラインは天体からの放射を遮り、シグナルを低下させる、(ii) 水蒸気ラインのフラックスにより背景放射量が増大し、その揺らぎに起因するノイズ (ポアソンノイズ) を増加させる、だけではなく、(iii) 水蒸気ラインは激しく時間変動しており、チョッピングなどを用いても落せない高周波のスカイノイズがノイズとして乗ってしまう、からである。このため、地上観測を精度よく行うには水蒸気量が少ないサイトからの観測が必須となる。

TAO 望遠鏡は高山に建設されるため、熱赤外域の観測でも高い優位性を示すと考えられる。図 4.20 は大気の吸収のモデル計算の結果である。マウナケアと比較しても、N バンド (波長 $8\text{--}13\mu\text{m}$) での透過率もさることながら、Q バンド (波長 $16\text{--}26\mu\text{m}$) での透過率が非常によい事が分かる。また、波長 $28\mu\text{m}$ 以降には、マウナケアでは全く透過しない大気の窓が幾つか表れている。

我々は TAO 望遠鏡用の中間赤外観測装置 MIMIZUKU (Mid-Infrared Multi-mode Imager for gaZing at the UnKown Universe) の開発を進めてきた。この装置は $2\text{--}38\mu\text{m}$ という広い波長範囲をカバーする装置であり、TAO 望遠鏡の持つ熱赤外域での観測ポテンシャルを最大限活かした設計となっている。また Field Stacker という 2 視野を同時に観測できるシステムを世界で初めて実用化し、赤外線的时间変動も高精度で検出できるよう工夫されている。以下、この装置の特色・仕様についてまとめる。

4.2.2 装置概要

MIMIZUKU の特徴は以下の三点に集約される。

- 熱赤外波長の $2\text{--}38\mu\text{m}$ という広い波長範囲をカバー
- $30\mu\text{m}$ 帯で 1 秒角と言う世界最高の解像度を達成
- Field Stacker による観測で高精度のモニタ観測を実現

以下、各項目の詳細について述べる。

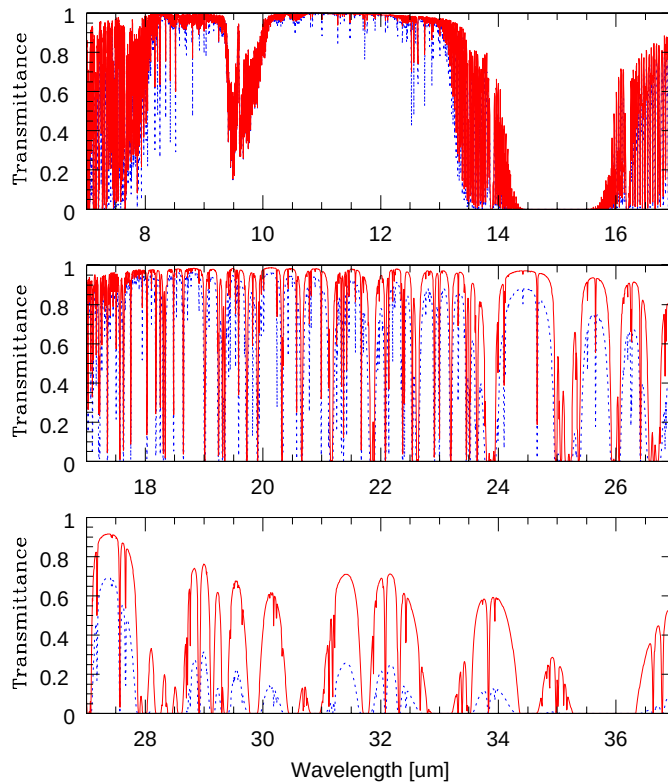


図 4.20: 大気透過率のモデル計算結果. 赤が PWV=0.38mm, 青が PWV=0.91mm であり, 各々高度 5600m, 4200m での水蒸気条件上位 10%に対応している.

4.2.2.1 広い波長範囲

MIMIZUKU 最大の特徴はその広い波長範囲にある. 中でも波長 26-38 μ m (以後 30 μ m 帯と呼ぶ) は従来地上からは観測が不可能とされてきた波長域であり, 世界中で現在 TAO サイトだけが観測できる波長帯である. 我々は miniTAO 望遠鏡/MAX38 を用いた先行研究によって 30 μ m 帯での観測の方法を確立すると同時にその有効性を実証してきた. MIMIZUKU によってより詳細な観測ができるものと期待している.

30 μ m 帯以外でも MIMIZUKU のカバーする波長帯には新しいデータをもたらすものが多く含まれている. 波長 16-26 μ m は Q-band と呼ばれ, これまでもすばる望遠鏡などでは観測が行われており, 惑星系円盤などで多くの興味深い結果が得られている. しかし Q-band も大気の吸収が激しく, 標高 4,200m のマウナケアでなければ良いデータは得

られていない。翻って南半球には標高 3,000m を超える大型望遠鏡は存在せず⁵ 南天の興味深い天体については観測があまり行われていない。TAO は南半球最初の高標高大型望遠鏡になるので、そこでの Q-band 観測は興味深い結果をもたらすと思われる。波長 2.5-5.5 μm も状況は似通っており、良質なデータ取得が強く望まれている。

4.2.2.2 世界最高の解像度

MIMIZUKU は波長 6 μm 以上の中間赤外線域で TAO 望遠鏡の主鏡回折で決まる空間解像度を達成できる。30 μm での解像度は約 1 秒角になる。この空間解像度を達成できるシステムは近未来の衛星計画を含めても TAO/MIMIZUKU 以外には存在しない⁶。30 μm 帯は星・惑星系形成や恒星進化最末期天体の観測で重要な波長のひとつであり、詳細な観測には高解像度の観測が欠かせない。その意味で TAO/MIMIZUKU の果たす役割は大きいといえる。

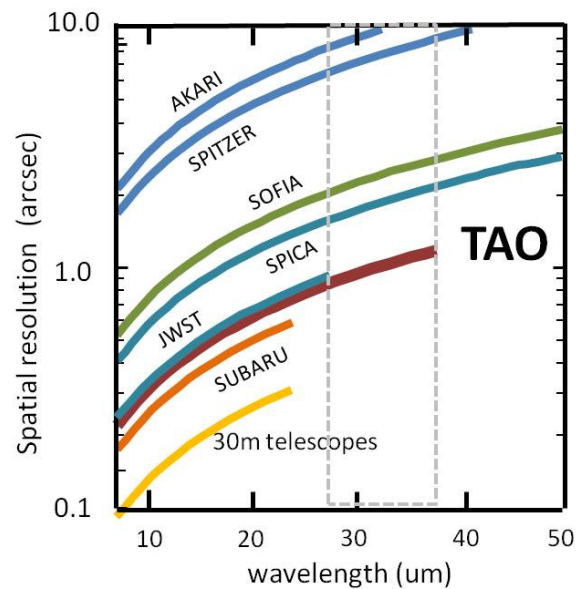


図 4.21: 赤外線域における各プロジェクトの空間解像度

⁵南半球に存在する 6m 以上の望遠鏡は全て 3000m 以下の地点にあり、これよりも高高度に望遠鏡を建設する計画は TAO 計画だけである。

⁶JWST の中間赤外線装置は 30 μm 帯をカバーしていない

4.2.2.3 モニタ観測を実現

近年の衛星観測によって、中間赤外波長でも様々な天体で変光が検出され始めている。変光は直接観測がかなわないような領域の情報を含んでおり、またその時間スケールから宇宙の化学・物理現象に大きな制限をつけられることから、今後の観測が強く望まれている。しかしながら衛星観測は装置寿命が短く、望遠鏡占有時間も限られているため思うように観測が進められていない。

地上熱赤外線観測は長期間運用されることが多く、また望遠鏡時間も比較的フレキシブルであることから変光観測を進める上で重要なカギを握る。実際近赤外線までの波長では地上望遠鏡によって精力的に変光観測が進められている。しかし中間赤外線では変光モニタ観測は難しかった。これは中間赤外線波長では星は相対的に暗くなるため中間赤外線カメラの限られた視野内に他の天体が入ることが極めてまれになり、近赤外線で使われるような視野内相対測光が不可能であったためである。

MIMIZUKU は中間赤外線波長で視野内相対測光を実現するための視野合成システム (Field Stacker) を搭載している。このシステムは望遠鏡内の 2 つの視野を可動式のピックアップミラーで選択、それを 1 つの検出器上に落とし込むことで、離れた 2 つ (以上) の天体を同時に観測する機構である。これによって大気変動の影響を大幅に除去することができ、高精度でのモニタ観測が実現できるものと考えている。このような機構は世界的にも例がないものであり、非常に独自性が高い観測研究が行えるものと期待できる。

4.2.3 装置の仕様

本装置の仕様を表 4.4 にまとめる。

4.2.3.1 光学系

光学系は大きく分けて 4 つの低温部光学系と、常温部に設置された Field Stacker ユニットからなる。ブロック図を図 4.22 に示す。

光学系は入射窓およびフィルターを除いてすべて反射系で構成されている。これは $2\mu\text{m}$ から $38\mu\text{m}$ という広い波長範囲で使用するためである。また Field Stacker を用いるため、視野は 2arcmin 程度を確保する必要がある。

MIMIZUKU ではこのような光学系を軸外し共焦点非球面鏡で実現している。これは Chang らが 2006 年に提唱した光学系解であり、焦点を共有する 2 つの非球面である幾何学的な関係が成り立つときに広い範囲で良好な像が得られる、という性質を利用してい

表 4.4: TAO 望遠鏡用中間赤外装置 MIMIZUKU 仕様

OVERVIEW		
観測波長域	2–38 μm	3 チャンネル
観測モード	バンドパスフィルターによる撮像 ロングスリット低分散分光 ($R \sim 200$)	
サイズ	2m x 2m x 2m 約 2.3ton	
MIR-S Channel		
観測波長	6 – 26 μm	
検出器	Si:As 1024x1024 AQUARIUS	Raytheon 社製
Pixel Scale	0.11" /pix	
Field of View	2arcmin x 2arcmin 1arcmin x 2arcmin x2	w/o Field Stacker w/ Field Stacker
撮像フィルター	N-band filters ($\Delta\lambda \sim 1\mu\text{m}$) Q-band filters ($\Delta\lambda \sim 2\mu\text{m}$)	
分光モード	N-band : 7.5-13.5 μm , $R \sim 230$ Q-band : 16.5 – 25.5 μm , $R \sim 160$	w/ Ge-grism w/ Si-grism
スリット	0.3" or 0.6" (length 60")	
Sensitivity (1sig1sec)	50mJy 130mJy 250mJy 650mJy	10 μm imaging 20 μm imaging N-band spectroscopy Q-band spectroscopy
MIR-L Channel		
観測波長	24 – 38 μm	
検出器	Si:Sb 128x128	or Si:Sb 1024x1024 (optional)
Pixel Scale	0.44" /pix	
Field of View	56" x 56" 28" x 56" x 2	w/o Field Stacker w/ Field Stacker
撮像フィルター	bandpass filters ($\Delta\lambda \sim 3\mu\text{m}$)	mesh filters
分光モード	26 – 38 μm , $R \sim 60$	optional
スリット	1.2" (length 50")	
Sensitivity (1sig1sec)	200mJy 400mJy 800mJy	30 μm imaging 38 μm imaging 30 μm spectroscopy
NIR Channel		
観測波長	2 – 5.6 μm	
検出器	InSb 1024x1024 Alladin II	Raytheon 社製
Pixel Scale	0.11" /pix	
Field of View	2arcmin x 2arcmin 1arcmin x 2arcmin x2	w/o Field Stacker w/ Field Stacker
撮像フィルター	K, Ldash, Mdash	J,H, and narrowband filters (option)
分光モード	2.8 – 5.6 μm $R \sim 180$ Slit 0.3" x 60"	

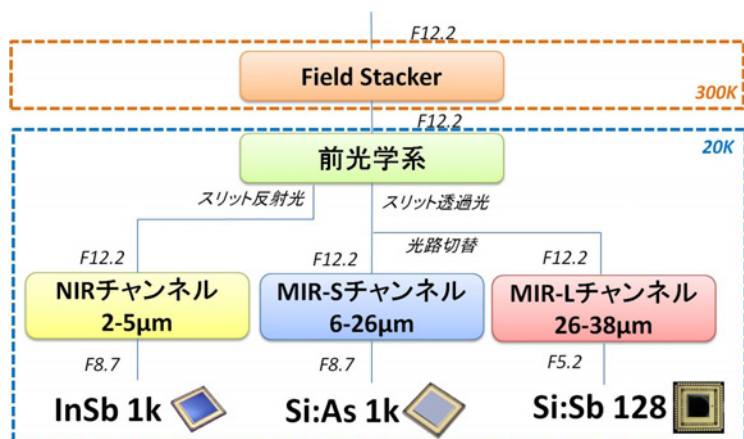


図 4.22: MIMIZUKU の光学系ブロック図

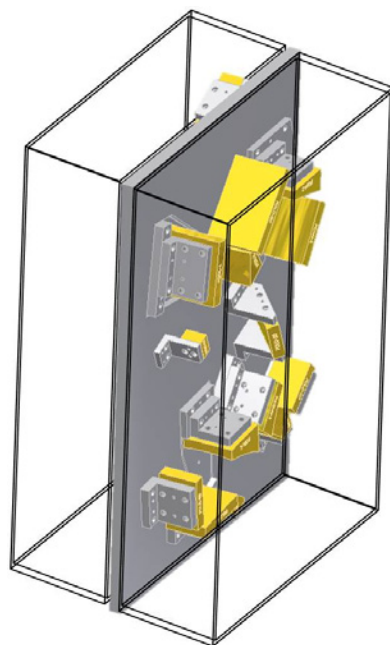


図 4.23: MIMIZUKU 低温光学系 3 次元イラスト

る。MIMIZUKU では低温光学系の Fore-opt, MIR-S, MIR-L, NIR の各々のチャンネルで 2 組ずつ、計 8 組 16 枚の非球面鏡によって光学系が構成されている。

このような非球面鏡で構成された光学系は一般に製作・調整が困難である。特に軸外

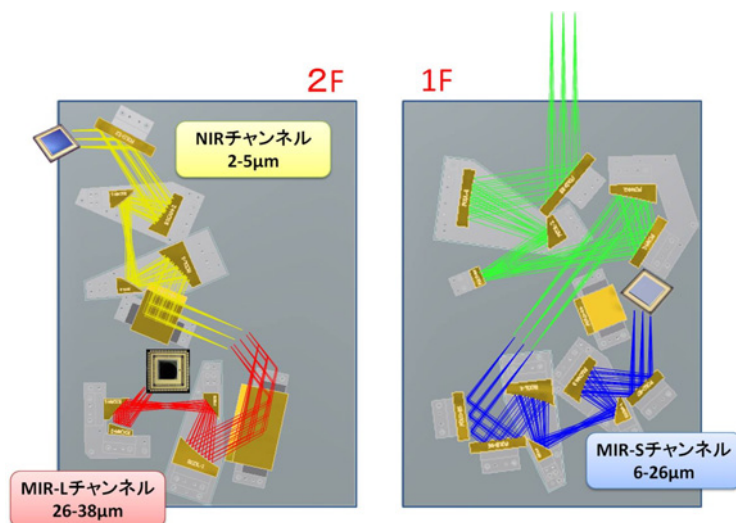


図 4.24: MIMIZUKU 低温光学系

し量が多い鏡は通常の旋盤では製作することができない。そのため MIMIZUKU では軸外し量が非常に大きい鏡についてはスローツールサーボを用いて製作を行った。また調整には光学系全体がすっぽり入るような大型三次元測定器を用い、これとレーザーを組み合わせ高効率かつ高精度な調整を実現した。結果常温状態で十分な光学性能を達成することを可視光を用いた実験で確認済みである。

MIMIZUKU は次節に述べる Field Stacker を搭載しており、ピックアップミラーの位置によって望遠鏡に対する装置の入射光方向が違ってくる。光学性能的にはこれは軸傾きの収差を生むことになる。これを軽減するため、MIMIZUKU のピックアップミラーは平面ではなく 4 次のポリノミナル面を採用している。ピックアップミラーが外側に行くと軸に対する傾きが大きくなるが、ポリノミナル面は焦点位置（視野中心にある）から離れるため、ミラーのパワーが増す。一方ピックアップミラーが軸ずれの小さい内側に来ると焦点に近づくため、ミラーのパワーは落ちる。これを利用して異なる軸傾きでも良好なスポットが得られるよう工夫をした。結果、TAO 望遠鏡視野 ϕ 25arcmin 全域で $10\mu\text{m}$ でのストレーラ比 >0.82 (ϕ 24arcmin なら >0.9) という良好な性能を持つ光学系を構成することに成功している。

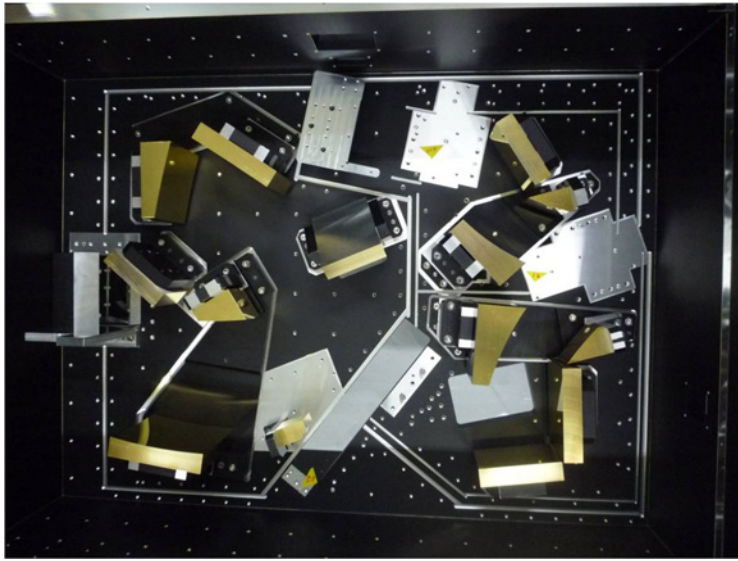


図 4.25: 調整を終えた MIMIZUKU 低温光学系

4.2.3.2 Field Stacker

MIMIZUKU の重要な機能の一つが、変光などのモニタ観測精度を向上させる二視野同時観測機能であり、これを実現するための機構が Field Stacker ユニットである。ユニットの概念図 4.26 に示す。

ユニットは 2つのピックアップミラーと 1つの視野合成▽形鏡から成っている。ピックアップミラーは 1軸ステージの上に乗っており、さらにそれが回転式のテーブルの上に搭載されている。これによって 2つの離れた視野を視野合成▽鏡に集め、さらに低温光学系へと導く。望遠鏡焦点を▽鏡下端にあわせることで、視野のつなぎ目をできるだけ小さくしている。またピックアップ鏡はそれ自身の傾きを変えることができ、光軸が常に望遠鏡副鏡中心を見るように制御されている。これらユニットは MIMIZUKU の真空チャンパー上面に設置されている。ほこりよけカバーを外した状態の内部写真を図 4.27 に示す。

なお、視野合成▽鏡は電動で光路から退避させることも可能である。その場合は Field Stacker は用いられず、通常のカメラとして機能させることができる。

4.2.3.3 冷却チョッパー

地球大気や望遠鏡からの熱赤外背景放射は不規則に時間変動し、中間赤外線観測の測定精度に大きな影響を与える。地上中間赤外線観測では、この大気放射の変動を計測、除去

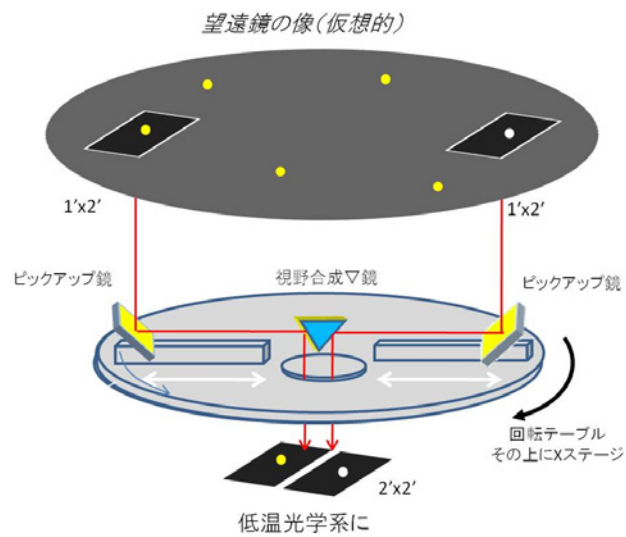


図 4.26: MIMIZUKU 視野合成 Filed Stacker ユニット概念図



図 4.27: MIMIZUKU 視野合成 Filed Stacker ユニット写真

するために、頻繁に視野の切替えをするチョッピングと呼ばれる観測手法をとる。高精度の観測を行うには、数 Hz の周波数で天空上の $\sim 1'$ 離れた間を交互に観測 (チョップ) する必要がある。これまでのチョッピング観測は、望遠鏡の副鏡を振ることによって実現されてきた。しかし、近年の望遠鏡の大型化に伴い副鏡を高速・高精度に振動させるのが困難になりつつある。特に補償光学 (AO) 副鏡を採用する場合にはチョッピング副鏡との共存は難しい。そこで MIMIZUKU では低温で駆動するチョッピングユニットを低温光

表 4.5: 冷却チョッパー仕様

	MIMIZUKU 用	MAX38 用
チョッピング幅	max 30 arcsec 以上	max 50 arcsec
周波数	up to 6Hz	up to 6Hz
軸数	2 軸	1 軸
位置安定性	$\ll 1\text{pix}$	$\ll 1\text{pix}$
アクチュエータ	低温ピエゾ素子	低温ピエゾ素子
センサー	TBD	ギャップセンサー
ステータス	開発中	観測運用中

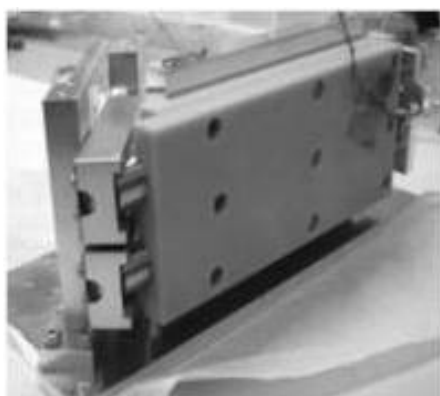


図 4.28: MAX38 で用いられている冷却チョッパーの写真

学系 Fore-opt 部に搭載することを考えている。

低温下で駆動するチョッピングユニットについては TAO 中間赤外線グループで開発を進めてきており, 1 軸駆動のものは mini-TAO 用中間赤外線装置 MAX38 にも実装されている。MIMIZUKU ではこれを 2 軸に拡張したユニットを搭載したいと考えている。

MIMIZUKU 冷却チョッパーの諸源を表 4.5 に示す。

4.2.3.4 真空冷却系

MIMIZUKU は最長で $38\mu\text{m}$ の波長までカバーする装置であり, 検出器 (Si:Sb) 自身は $40\mu\text{m}$ まで感度を持つ。これらの波長域で光学系からの背景熱放射を十分下げするために, 本装置は入射窓以降の全光学要素を 20 K まで冷却する。冷却には 4K1W の機械式 GM 冷凍機を 2 台用いる。冷却時には補助冷媒として液体窒素を用いており, 24 時間程度で冷却が完了する。



図 4.29: MIMIZUKU 真空冷却系 イラストと写真

MIMIZUKU には低温光学系内にピント調整機構が無いため、装置側からの焦点位置はチャンバーに対して固定されている。一方 Field Stacker はピックアップミラーの位置によって光路長が変わるため、そのままではピントを合わせることができない。この光路差を補正するため、MIMIZUKU は低温光学系全体を上下に駆動させるシステムを採用している。駆動にはパワーシリンダーを用いた。ストロークは 120mm、位置精度は 0.1mm である。ボールねじを用いたシステムの為、停電などのトラブル時でも装置が落下するようなことはない。

真空冷却系の概要イラストとその写真を図 4.29 に示す。

4.2.3.5 低温機械駆動系

多彩な観測モードを実現するため、MIMIZUKU では低温部に幾つかの機械駆動系を設置する。これらはすべて低温モータによって駆動される。表 4.6 に低温機械駆動部の一覧を示す。

4.2.3.6 検出器

MIMIZUKU は各チャンネルに大型アレイ検出器を 1 つずつ、計 3 つの検出器を搭載した装置である。

表 4.6: MIMIZUKU 低温機械駆動系一覧

光軸調整ユニット	光軸調整用のユニット	2 軸
Slit ユニット	スリットを交換するためのホイール スリット数 x7	1 軸
光線切替ユニット	光線を MIR-S と MIR-L で切り替えるユニット	1 軸
MIR-S フィルターユニット	MIR-S 用のフィルターホイール 7 穴 x2	2 軸
MIR-L フィルターユニット	MIR-L 用のフィルターホイール 9 穴 x1	1 軸
NIR フィルターユニット	NIR 用のフィルターホイール 9 穴 x2	2 軸
瞳レンズユニット	瞳撮像系用のレンズユニット	1 軸

主力チャンネルである MIR-S チャンネルには、Raytheon 社の 1024x1024 Si:As BIB 検出器 AQUARIUS を用いる。これは 2011 年現在最新最大の中間赤外用検出器であり、すばる望遠鏡用装置 COMICS 搭載の検出器 (320x240) に比べ 10 倍以上のピクセル数を持つ。このピクセル数のおかげで 2 視野を合成した観測でも、各視野十分な視野を確保することができる。

NIR チャンネルには同じく 1024x1024pix を有する AladdinII 検出器を用いる。これはすばる第一期装置で用いられていたものであり、最新検出器と比べほぼそんな性能を有している。InSb 検出器を用いることで SWIMS の観測波長と中間赤外線の間である 3-5 μm 帯を高感度で観測する。

MIR-L チャンネルの検出器についても、1024x1024 フォーマット Si:Sb 検出器を検討している。しかしながらこのような大フォーマットの検出器は Si:Sb ではまだ完成したものは無く、現在メーカーにて開発が進められている状態である。今後も入手に努力する一方、既に入手・実用化している 128x128 Si:Sb 検出器をバックアップとして計画を進めている。

表 4.7 に検出器の諸源をまとめておく。

表 4.7: MIMIZUKU 検出器諸源

	MIR-S	NIR	MIR-L	
名称	Aquarius	AladdinII	–	–
Type	Si:As BIB	InSb	Si:Sb BIB	
Format	1024x1024	1024x1024	128x128	1024x1024
Pixel Size	30 μm	27 μm	75 μm	(30 μm ?)
Pixel Scale	0.11"/pix	0.10"/pix	0.44"/pix	0.18"/pix
Well	1e7 e-	1e5 e-	1e7 e-	?
Temperature	7K	50K	5K	5K
Manufactured by	Raytheon	Raytheon	DRS	DRS

4.2.3.7 電気回路部

地上望遠鏡における中間赤外線観測では背景光によるサチュレーションを避けるため検出器を高速で駆動・読み出しすることが必須となる。MIMIZUKU MIR-S チャンネルの場合は $1024 \times 1024 \text{ pix}$ を $< 10 \text{ msec}$ で読みだす事になり、リセットレベル測定も考慮すると 64ch で 1pix を $0.3 \mu \text{ sec}$ で読みだす必要がある。

このような高速駆動を必要とする一方、MIMIZUKU は真空チャンバーが巨大 ($\sim 1 \text{ m}$) であり低温部の検出器と常温部の駆動・読み出し回路の間のケーブル長は数 m にもなる。ケーブル長が長くなるとその浮遊容量によって高周波の信号が伝わらなくなるため、そのままでは上で述べたような高速な駆動・読み出しは不可能となる。そこで MIMIZUKU では低温 (7K) の検出器と常温回路の間の低温部分 (20K) にバッファ回路を設置する。低温でのバッファ回路は主に衛星などを対象に研究が進められているが、このように多チャンネルのものはほとんど例がない。我々は市販の GaAs FET を低温駆動することでこれを安価に実現したいと考えている。

また高速での検出器読み出しは膨大な量のデータを発生する。MIMIZUKU で発生するデータを全て保存すると、1 時間あたりのデータレートは 150Gbyte、一晩の観測で 1 Tbyte のデータが発生することになる。これは 1 装置が扱う量としては莫大である。これを回避するため MIMIZUKU ではデータの演算処理をリアルタイムで実行する。これによってデータを 1/10 から 1/100 程度まで減少させる。

電気回路、とくにアナログ系電気回路については、MAX38 や ANIR、木曾観測所新広視野カメラ KWFC などでも十分実績のある回路を改良して用いる。デジタル部分についても MAX38 などでも採用した Linux+市販 IO ボードの組み合わせで対応する予定である。

4.2.4 その他新規技術

4.2.4.1 メッシュフィルター

中間赤外線装置開発で最大の問題のひとつは波長選択フィルターである。科学観測には正確精密な波長選択が欠かせないが、従来の多層膜コーティング法では中間赤外線波長、特に $30 \mu \text{ m}$ 帯では、思い通りの波長選択を行うフィルターは製作できない。これは、この波長で透明な物質が非常に限られたものしかなく屈折率の選択肢が狭いこと、さらに低温で使用するため熱収縮の影響も考えねばならず、張り合わせ物質の組み合わせパターンがさらに限られていること、という原理的な問題に起因している。この状況を打破するには、別の物理に基づいたフィルター開発が必須である。

我々のグループでは 2006 年度より干渉膜多層コーティングとは原理が全く異なる「メタルメッシュフィルター」の開発研究を進めてきた。メタルメッシュフィルターとは金属

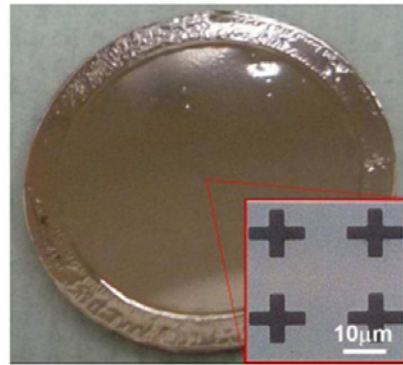


図 4.30: 30 μ m 用メッシュフィルター (金膜自立型) の写真

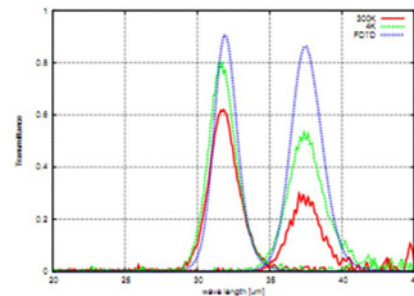


図 4.31: 30 μ m 用メッシュフィルター (金膜自立型) の透過率特性. 4 枚重ねでの性能

格子の光干渉や金属表面プラズモン・ポラリトン効果を用いて選択的な波長透過特性を実現したものである。第一世代メッシュフィルターとして、金厚膜 (厚さ約 2 ミクロン) で自立するメッシュフィルターの設計・製作を行った。単波長側のリークを実用レベルまで抑えるため、膜は 1mm 程度話して非平行に 4 枚重ねて利用することとした。結果、31 μ m, 37 μ m に透過ピークをもつ R $\sim$ 10 程度のフィルターを作ることに成功した。4 枚を重ねた透過率 (ピーク値) は各々 80%, 55%と良好な性能を有している。このフィルターは miniTAO 用中間赤外線カメラ MAX38 に搭載し、観測に使用している。

このように自立金膜によるメッシュフィルターは良好な性能を達成しているが、膜自身の強度が弱く、大型化が難しいという問題があった。そこで現在は第二世代のメッシュフィルターとして高強度のフィルター開発に取り組んでいる。例えば SiC あるいは SiN メンブレンによって格子構造を構成し、その表面に金を付着させたフィルターは、金膜よりも強度を向上させながら、金膜フィルターと同様の波長透過特性を示すことが明らかとなっている。このようなフィルターは MIMIZUKU のみならず SPICA や TMT など将

来の大型装置でも不可欠なものであり、開発を続けていきたいと考える。

4.2.4.2 モスアイ

シリコンは長波長まで吸収がほとんどなく、また加工性にも優れているので、中間赤外線波長で透過光学部品を製作するのにもっとも有望な材料である。しかしながらシリコンは屈折率が高く (3.42)、反射ロスが非常に大きい。例えば平行平板を透過するとその反射量は 46%にも達する。微小な光を捕えるためには、反射防止を実現することが必須となる。しかしながら前節でも述べた通りこの波長で干渉膜を実現するのは技術的に非常に難しい。

これに代わる反射防止技術として我々はモスアイとよばれる構造の開発を進めている。モスアイは波長の半分程度の突起を表面に構成することで屈折率の階段的变化を無くし、反射を抑える技術である。モスアイは可視光など短波長の光に対しては実用化が進んでいるが、我々がターゲットとする $30\mu\text{m}$ 帯用としては高さが高い突起が必要であり、新規開発を行わねばならない。

我々は 2009 年から中間赤外線用モスアイの開発を行っている。2011 年までの研究で平面上にモスアイを構成する方法を確立、実際に一面あたりの反射率を 2%程度まで減らすことにも成功している。また電磁界シミュレーションによって反射が残ってしまう原因についても明らかにした。さらに平面ではなく曲面あるいは階段面にモスアイを構成する方法についても検討、試作が進んでいる。

$30\mu\text{m}$ 帯におけるモスアイ技術が確立すれば、MIMIZUKU 光学系のうち MIR-L チャ

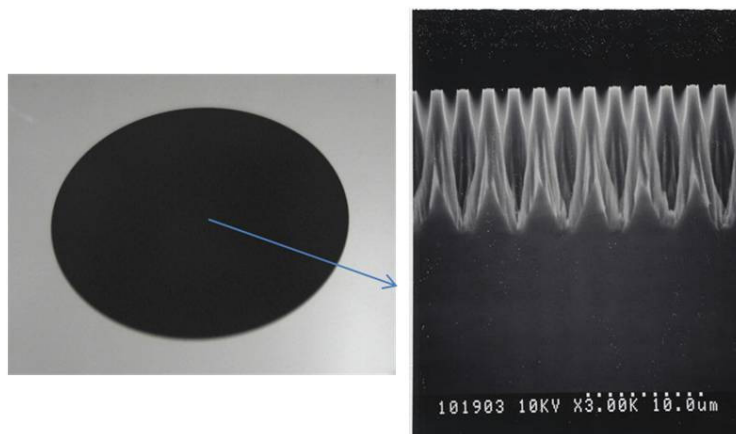


図 4.32: 30μ に対応したモスアイの写真

ンネルの一部をモスアイ付レンズを用いた透過光学系に交換することも可能である。透過光学系は現在の反射系による設計よりも視野が広く取れるので、MIR-L チャンネルを 1024x1024 アレイに変更する際に威力を発揮する。また、階段面にモスアイを作ることができれば、モスアイ付のグリズムも実現できる。このような高効率のシリコングリズムは 30 μ m 帯のみならず、20 μ m 帯観測でも非常に有用なものである。このほかにもモスアイは非常に広い波長でのアプリケーションが考えうる技術であり、今後も開発を進めていきたい。

4.2.5 開発スケジュール

MIMIZUKU の設計・製作・納入は 2011 年 8 月現在で既に完了しており、今後、各種機能試験や全体の組みあげを行う。また望遠鏡搭載時の性能は望遠鏡シミュレータに取り付けて試験を実施する。その後、すばる望遠鏡での試験観測を実施する予定である。

大まかなスケジュールは以下の通りである。

- 2011/後** 検出器駆動部製作, 遮光部改良
光学系・低温光学系冷却動作試験,
- 2012/前** 全体組みあげ, 常温・低温性能試験, 調整
- 2013/初** すばる望遠鏡への輸送
- 2013/後** すばる望遠鏡でのファーストライト, 試験観測
- 2017** TAO 望遠鏡でのファーストライト, 本観測運用



図 2: アタカマ高原より望むチャナントール山と TAO アクセス道路 (TAO ロード).

関連図書

Allington-Smith J. R., Content R., Dubbeldam C. M., Robertson D. J., & Preuss W. 2006, MNRAS, 371, 380

Ichikawa T., et al. 2006, Proc. SPIE, 6269, 38

Lord S. D., 1992, NASA Technical Memorandum 103957

Suzuki R., et al. 2008, PASJ, 60, 1347



図 3: TAO アクセス道路 (TAO ロード) の写真.

第5章 サイト

5.1 サイト概要

5.1.1 チリ北部 アタカマ地区

チリ共和国は南米大陸の太平洋岸に、南緯約 17 度から南に延びた国土を持ち、西はほぼアンデス山脈の分水嶺を境にボリビア、アルゼンチンと国境を接している。大陸東端であるため太平洋の沖合には、強い寒流であるフンボルト海流が流れ、海上からの水蒸気量が少ない。このため、全般的に降雨量が少なく、特に、中緯度高圧帯に当たる地帯は乾燥しており、南緯 30 度以北では、水蒸気量が少なく晴天率も高いという天体観測に適した地域となっている。さらに、チリ共和国は南米の中では比較的治安もよく、技術水準も高いこともあり、比較的古くから有望な観測地として注目され、欧米各国が観測所を設置している。南米の地図を図 5.1 に示す。



図 5.1: 南米におけるチリの位置.

表 5.1: チリの主な光学赤外線天文台.

天文台名	西経	南緯	標高	主な望遠鏡
TAO	67 度 44 分	22 度 59 分	5,640m	TAO6.5m, miniTAO 1m
ESO La Silla	70 度 44 分	29 度 15 分	2,500m	NTT 3.6m
Las Campanas	70 度 42 分	29 度 01 分	2,500m	Magellan 1&2 6.5m
Cerro Tololo	70 度 49 分	30 度 10 分	2,200m	Blanco 4m
Cerro Pachon	70 度 49 分	30 度 10 分	2,700m	Gemini-S 8m
ESO Paranal	70 度 25 分	24 度 40 分	2,600m	VLT 8.2m × 4

チリ国内で大型観測施設が設置されている場所は、大きく 2 地域に分けられる。南のラセレナ地域と北のアントファガスタ地域である。

ラセレナ地域は、南緯 30 度付近に当たり、第 IV 地方 (region IV) の州都であるラセレナ市 (人口 11 万人) と隣接する港湾都市コキンボ市 (人口 11 万人) を中心とした地域である。首都サンチャゴからは直線距離で 500km ほど。ここには (ESO) ラシヤ観測所 (La Silla), ラスカンパナス天文台 (Las Companas), インターアメリカン天文台セロトロロ観測所 (Cerro Tololo), セロパチョン観測所 (Cerro Pachon) などの天文台が多数存在している。アントファガスタ地域は南緯 24 度付近、南回帰線直下に当たり、第 II 地方 (region II) の州都である港湾都市アントファガスタ市 (人口 22 万人) を中心とした地域である。首都サンチャゴから直線距離で 1000km ほど。国土を縦貫する汎アメリカ高速道路が通っており、陸上交通の便も良い。チリ北部最大の港湾であるアントファガスタ港が利用できるため、海外からの重量物の授受にも適している。この地域の海岸側にはヨーロッパ南天天文台 (ESO) パラナル山観測所があり、VLT などの巨大望遠鏡群がある。

アントファガスタ地区の東側、標高 3,000m 以上に広がるのがアタカマ砂漠である。アタカマ砂漠は年間降水量は 1mm 以下であり、世界で最も乾いた地区の一つである。パンパラボラ地区には標高 5,000m に開けた平らな土地が広がっており、大規模望遠鏡施設を作るには最適の場所である。ここには ASTE や NANTEN2, APEX などの電波望遠鏡プロジェクトが多数集結しており、巨大電波望遠鏡 ALMA も建設が進められている。

パンパラボラ地区にはこのような平坦な土地に加え、幾つかの孤立峰が点在している。これらは火山起源ではあるが、多くは休火山であり容易には噴火する恐れは無い。この孤立峰の中で高原西側に位置するものは、西からの気流が乱されことなく山頂付近を引きぬけるため、可視・赤外線観測に適した環境であるといえる。我々は、このような孤立峰の中でも標高が高くかつ位置的条件の良い、チャナントール山 (Cerro Chajnantor) を選定し TAO 計画を進めている。

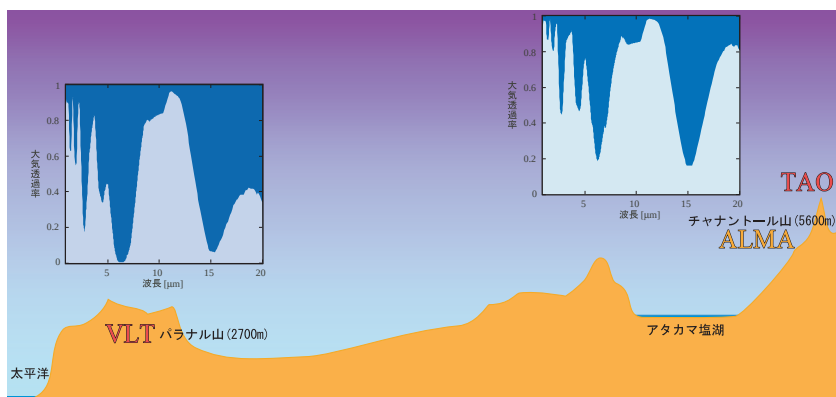


図 5.2: アタカマでの東西地形断面図.

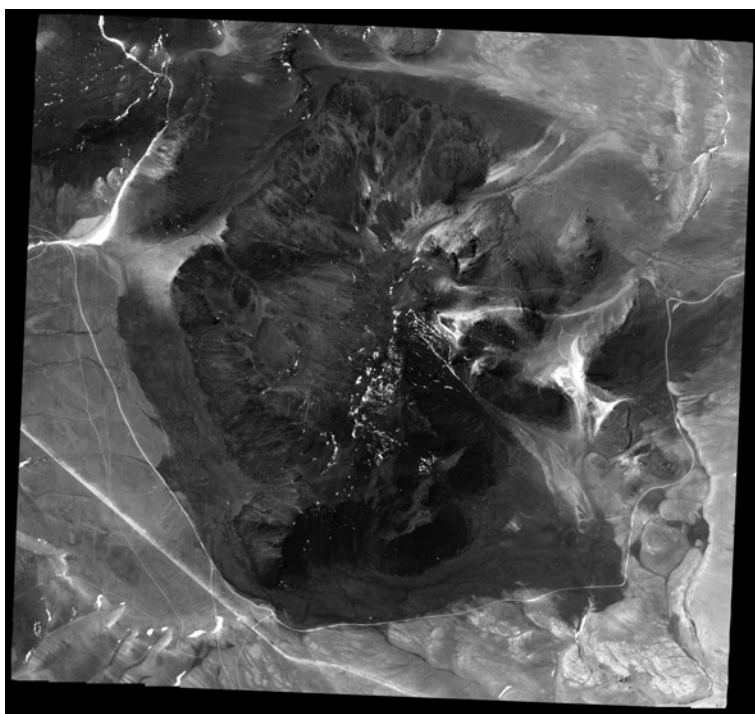


図 5.3: チャナントール山の写真: 航空写真.

チャナントール山 (Cerro Chajnantor) は標高 5640m であり, 北西のトコ山 (Cerro Toco) と南東のチャスコ山 (Cerro Chascon) に挟まれて位置する. 山頂付近からは

ALMA が電波望遠鏡群を展開する平原を西から南に、また ASTE, NANTEN2 を南東に見下ろすことができる。チャナントール山とトコ山を含む領域は ALMA 領域を取り囲む形で設定されたアストロノミカル・パーク (Parque Astronómico de Atacama) に含まれる。アストロノミカル・パークはチリ政府 (CONICYT) によって設定された科学研究のための保護地域であり、間もなく 50 年間の保護指定手続きが完了する予定である。チャナントール山の山頂直下には 25m の電波望遠鏡計画 CCAT (Cerro Chajnantor Atacama Telescope) の設置がコーネル大・カリフォルニア工科大を初めとする国際共同プロジェクトとして準備中である。またトコ山では宇宙背景放射を電波で測ることなどを目的とした ACT (Atacama Cosmology Telescope) がプリンストン大学他によって運用中である。TAO, CCAT, ACT はアストロノミカル・パーク内に位置する一方、ASTE, Nanten2, APEX, QUIET などは ALMA のための科学保護地域に位置している。

5.2 TAO サイトの特性

5.2.1 大気透過率

TAO サイトの特性として最も顕著なものは、大気透過率の高さである。アタカマ地区は標高が高くまた乾燥した地域であるため、大気中の水蒸気量が非常に低いことが知られている。

これを定量的に評価するため、セロトロロ天文台、ESO と共同で気象衛星のデータ解析を実施した。Meteosat-3 と GOES-8 の赤外線画像データ ($6.7\mu\text{m}/10.7\mu\text{m}$) を用い、1993 年 3 月から 1999 年 7 月までの期間について解析を行った。その結果、チャナントール地区は可降水量が 0.3–1.2mm と他の天文サイトの $1/3$ – $1/8$ 程度であり、また晴天率も 70%程度と良好であることが分かった (表 5.2)。

表 5.2: 気象衛星データ解析によるチリサイトの晴天割合および可降水量推定値。

	測光夜 (%)	可降水量 (mm)	注
マウナケア山 (ハワイ)	69%	0.8 – 2.0	すばる望遠鏡サイト
トロロ山	65%	2.2 – 6.5	米国セロトロロ天文台
パラナル山	85%	1.8 – 6.0	ESO パラナル天文台
キマル山	82%	0.9 – 2.8	TAO 第 2 候補地
チャナントール山	70%	0.3 – 1.2	TAO 第 1 候補地

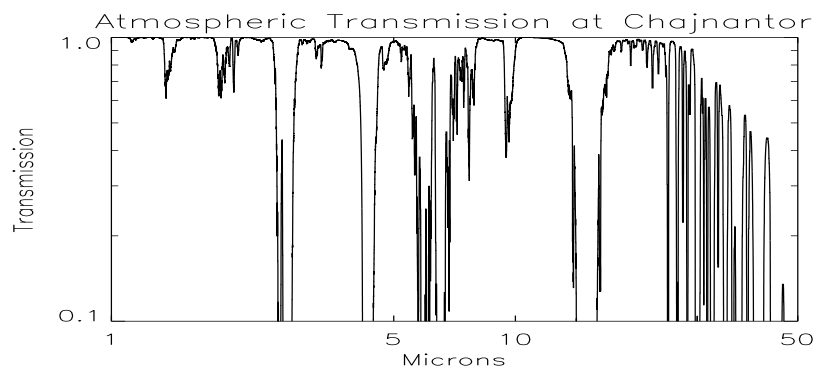


図 5.4: 大気透過率のモデル計算結果. PWV=0.39mm とした. これはチャナントールサイトでの上位 10%に相当する.

図 5.4 は可降水量が 0.4mm の時の大気の透過率を示す. これは ATRAN による計算結果である. これから, 以下のような特徴が見て取れる.

- 通常 z, J, H, K と分かれている観測バンドが, TAO サイトでは光学領域から $2.55\mu\text{m}$ まで連続的につながる.
- $26\text{--}40\mu\text{m}$ あたりに従来はない大気の透明な領域 (大気の窓) ができる.

このような特性は標高 5,640m である TAO サイトでのみ見られるものであり, 従来とは質的に違った観測が TAO サイトで可能であることを示している.

5.2.2 観測可能天域

図 5.5 に, TAO から見た主要な天域の連続観測可能時間 (visibility) をすばる望遠鏡と比較する. 縦軸は $\text{airmass} < 1.5$ で連続観測が可能な時間, 横軸は赤経である. 南天に TAO を設置することにより, 北天のすばる望遠鏡と共同して全天を良い条件で観測することが可能になる. ALMA, ASTRO-F, ASTRO-E2 など新たに発見される天体は暗く, 追求観測には長時間の積分が必要とされるはずである. 南天の TAO は, 銀河南極 (SGP), 大小マゼラン星雲 (LMC, SMC), 銀河中心 (GC) などの観測に威力を発揮することが図から見て取れる.

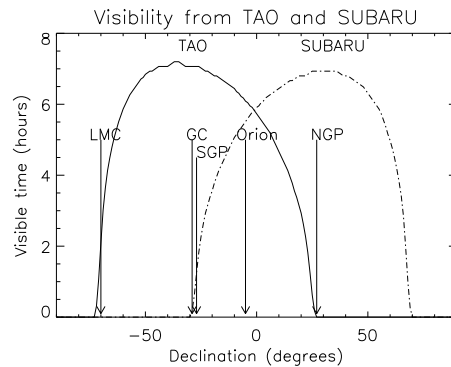


図 5.5: 主要天域の連続観測可能時間 (airmass < 1.5).

5.2.3 雲量

前述の通り, 2003 年までに行った衛星画像の解析によってチャナントール地区の天候は良好であることが示されている. しかしながら, これまでの気象調査は衛星を元にした空間分解能が粗いものであり, 山にローカルに湧き出すような低層の雲については状況がつかめない. これを調査すべく我々は 2004 年から, 中間赤外線での全天雲モニタ装置を開発, それによる雲量のモニタ観測をスタートさせた. このモニタ装置は MAGNUM 望遠鏡用の雲モニタをベースに開発したものであり, 日中を含む常時, 雲の量をモニタできるものである. カメラは市販の中間赤外カメラを用いており, 観測波長は $8\text{--}12\mu\text{m}$ である. 同種のモニタは ASTE サイトに設置され, ASTE の観測時の気象状況監視にも利用されている¹.

この雲モニタで得られた大気の明るさを元に, 観測可能時間を見積もったのが図 5.8 である. なお赤外線光度と雲量の関係は導出ができないため, 平均的な晴天率を衛星での測定 (70%) にあうようにスケーリングしていることに注意. これを見ると現地の夏期 (日本の冬季) に晴天率が悪化する傾向が顕著である.

また, ASTE サイトからの雲モニタ画像を解析した結果, チャナントール山山頂方向で顕著な雲の湧き出しなどは見られなかった. これは天候がローカルな地形に左右されていないことを意味する. これから晴天率は年間を通じてほぼ 70% であると結論付けた. マウナケアの晴天率はおおよそ 50% とされているので, TAO サイトは晴天率の点でもマウナケアよりもすぐれたサイトであるといえる.

¹当初 TAO 用に開発された雲モニタは ASTE サイトに設置, 試験を行った. これがチャナントール山山頂に移設したのちに, 同じデザインの雲モニタを茨城大学が ASTE サイトに製作設置し運用している

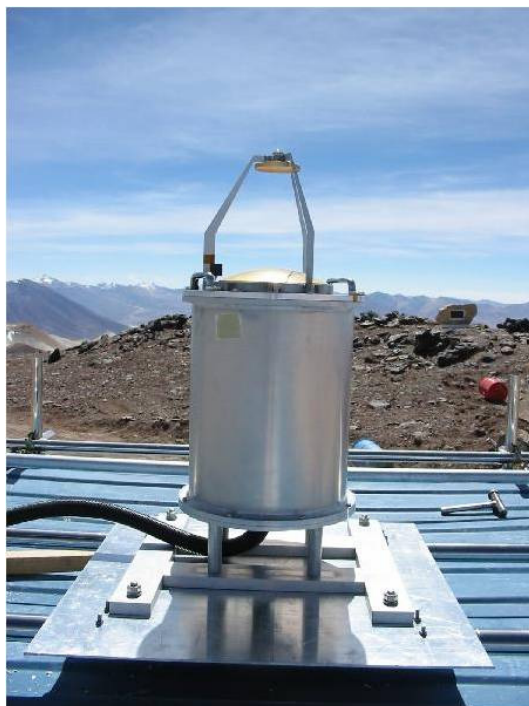


図 5.6: チャナントール山頂に設置した雲モニタ.

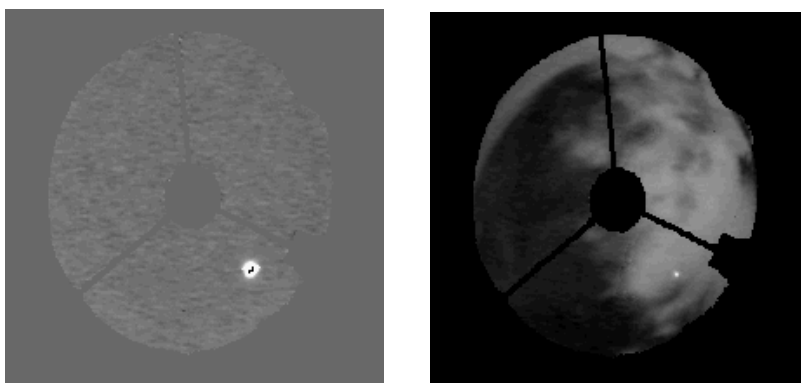


図 5.7: 雲画像の解析結果の例 (左=快晴, 右=うす曇り).

5.2.4 地表面気象条件

TAO サイトの地表気象条件を調べる事は, 望遠鏡建設地を決定する上でも, 観測の環境や建設の条件を知る上でも重要である. 特に風速・温度環境は観測条件や望遠鏡設計に

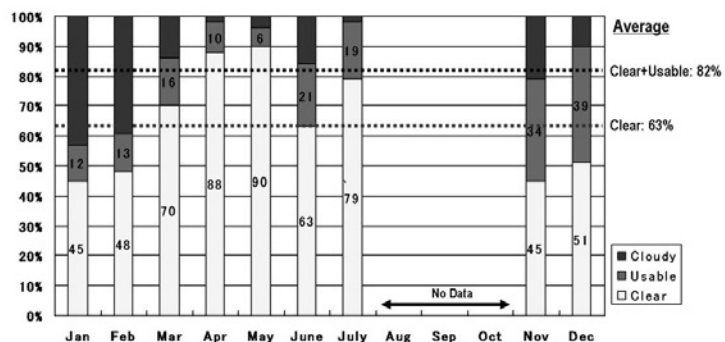


図 5.8: 雲モニタによる晴天率の年間変動測定結果.



図 5.9: 気象モニタ装置全景.

直結するパラメータであり, 十分な調査が必要となる. 我々は 2006 年よりチャナントール山頂に気象モニタ装置を設置し, 各種地表面気象データを取得してきた.

この気象モニター装置は温度/湿度/風向風速/赤外放射量などを記録できる装置である. 記録間隔は 10 分で, およそ 2 年間に渡りデータを取得してきた. 得られた気象パラメータの概要を表 5.3 に示す.

表 5.3: TAO サイト地表気象条件.

日中気温	0 度から-10 度	最低-20 度 瞬間最大は 25m/s
夜間気温	-3 度から-12 度	
水蒸気量	冬季には 0.4g/cc 以下. 夏期は上昇	
風速	日中 5m/s, 前半夜は 10-15m/s	

- 気温

気温は日中山形に上がり, 夜間はほぼ一定値という変動を示す. この傾向は季節的な変化はほとんどない. 典型的な温度は冬期夜間で -10°C から -12°C , 夏季夜間で -3°C から -5°C 程度である. これは ALMA があるパンパラボラ地区よりも 5 度から 10 度程度低い. 冬季のもっとも寒い時には -20°C に達することもある.

- 湿度/水蒸気量

湿度は年間を通じて日中は低く夜間に上昇するという傾向が見られる. しかしながら水蒸気量の変化ではこのような傾向は見られないので, これは温度の変化によるものと思われる.

水蒸気量は冬から春にかけてが最も値が小さく, 8-9 月ではメディアン値で 0.4g/cc を切る状態が続く. 逆に夏期の 2,3 月頃は水蒸気量が高く, 湿度も 70%を越えることが多い. これはいわゆるボリビアンウインターの影響であると思われる.

- 風速

平均風速は午後から前半夜最初にかけて大きくなり ($\sim 15\text{m/s}$), あとは小さい ($\sim 5\text{m/s}$) という傾向をもつ. この傾向はどの月でもあまり大きくは変わらないが, 8-10 月は夜間の風速が少しだけ高いようである. 逆にボリビアンウインターの影響を受けている 1-2 月は風速は小さくなっている.

瞬間最大風速のデータから見ても 8-10 月が最も風の強い時期であり, 25m/s を越えるような風が吹く日が何度かある. それ以外の時期では最大風速は概ね $15-20\text{m/s}$ である.

5.2.5 シーイング

サイトの善し悪しを決める重要な要素の一つが星のイメージサイズの大きさ, いわゆるシーイングである. 天体 (点源) からの光は, 地球の大気外ではほぼ理想的な平面波として入射するが, 大気を通して来る間に波面が歪められ, 望遠鏡を通して検出器の上に結

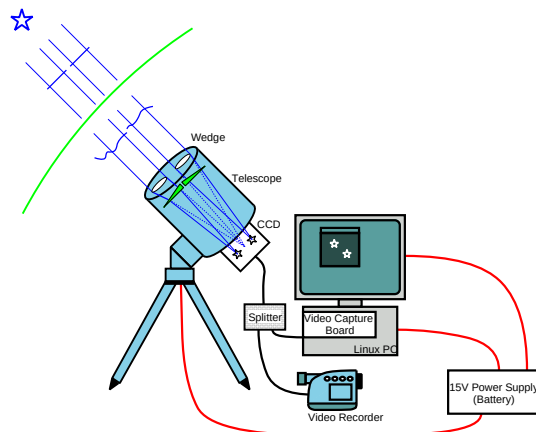


図 5.10: シーイングモニタのシステム概略.

像した際には理想的な点源像よりも広がって測定される。この波面の歪みはある狭い視野範囲であれば高速に変形する反射鏡などを使って補正可能である (Adaptive Optics: AO) が、もともとの歪みの量が少ないほど、より広い視野範囲あるいはより短周期の (短波長の光の) 変動に対応できるので、AO を用いる場合でも、望遠鏡の位置決定の際にはシーイングサイズの良い場所を選ぶ必要がある。

5.2.5.1 シーイングモニタによる測定

我々は望遠鏡建設に先立ち、TAO サイトにおけるシーイングサイズ測定のキャンペーン観測を 2002 年度より実施した。測定には国立天文台と共同で開発した DIMM (Differential Image Motion Monitor) を用いた。これは、30cm 望遠鏡の先端に口径 $d = 5 \sim 10\text{cm}$ の開口を $s = 10 \sim 20\text{cm}$ の間隔で 2 個開け、それぞれの開口を通して入る光を、CCD 検出器の上に横に並べて結像するようにしたものである。それぞれの像の重心を高速 ($\sim 1/1000\text{sec}$ 露出) で測定することで、互いの波面のずれ、つまりシーイングを定量評価できる。

パンパラボラ高地やトコ山などでの測定を行った後に、チャナントール山山頂での測定を 2006 年、2007 年に実施した。2007 年には山頂に高さ 2m のタワーを建て、地表とタワー上で同時観測を行うことで、接地境界層乱流の影響の評価も行った。チャナントール山頂での観測は全部で 8 日間実施した。

測定期間中のシーイング測定値のヒストグラムを図 5.12 に示す。データのメディアン平均は 0.69 秒角、上位 10% の値は 0.38 秒角となった。前半夜と後半夜で有意な差は無い



図 5.11: 山頂タワーに設置されたシーイングモニタ.

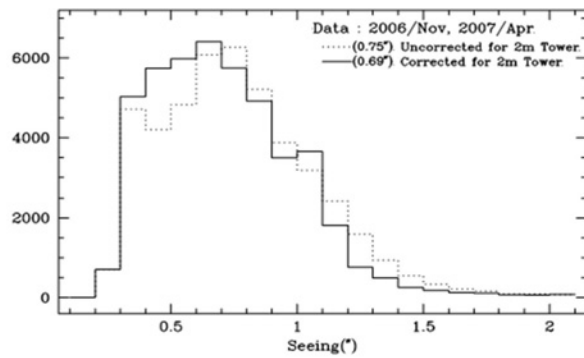


図 5.12: チャンアントール山頂でのシーイングのヒストグラム.

が, 深夜になるとシーイングが良くなる傾向がみられた.

この結果を世界の主要天文サイトと比較したのが表 5.4 である. TAO サイトのシーイング環境は他サイトに勝るとも劣らないことが明らかである.

5.2.6 その他サイトの特性

TAO サイトは標高が高く, その気圧は 0.5 気圧を下回る. また気温が低いため, 人間はもちろん機械にとっても非常に過酷な環境である. ここではその影響について述べる.

表 5.4: TAO サイトのシーイング.

Site	標高 [m]	シーイング		
		(Median)	(25%)	(10%)
TAO サイト チャナントール山	5,640m	0".69	0".51	0".38
Las Campanas	2,300	0".63	0".4	
Co. Pachon	2,710	0".75		
Co. Paranal	2,640	0".82	0".63	
La Silla	2,350	0".87	0".69	
Mauna Kea	4,210	0".73		0".45"

5.2.6.1 人体への影響

TAO サイトで作業を行う際に、まず何よりも気をつけなければならないのは高山病である。高山病を避けるため、TAO では山頂作業時に酸素吸入を行うこととする。現在は液体酸素を用いたポータブル酸素吸入器を用いている。また水分補給は高山病予防のほか脱水症状の予防にも効果的である。

TAO サイトは気温が低いため、低体温症になりやすい。また日中は日差しが強いため、屋外の作業では熱中症になることもある。服装による温度管理にも気をつけなければならない。さらに紫外線も非常に強いので、それに対するケアも必要となる。



図 5.13: 酸素を吸入しながら作業する TAO メンバー.

表 5.5: 高山病の症状.

高山病三疾患	症状	対応
軽傷 山酔い (急性高山病)	頭痛, 軽いふらつき感, 立ちくらみ, めまい, 運動時の息切れ, 胸の圧迫感, 食欲低下, 睡眠障害 (寝付きが悪い, 熟睡できない, 何度も目覚める) など その他の症状: 倦怠感・意欲減退, 寒気・眠気, 耳鳴り, 手足のしびれ, 脈拍増加, 物忘れ, 尿量減少, 咳, 吐き気・嘔吐, 発熱, 下痢, 顔・手・足のむくみ, など	軽症: それ以上高度を上げず, 安静にする (場合に応じて, 頭痛薬の服用) 中程度～重症: 速やかに低地に移動させる (場合に応じて, 酸素投与などの応急処置)
重症 高所肺浮腫 (肺水腫)	まず行動時の息切れが激しくなり, 次第に安静時にも息切れがひどくなる. 数分間安静にして, 息切れが治るかどうかで診断する. AMS の症状が現れていなかった人でも, 突然発症する場合がある. 急速に悪化し, 数時間以内に死亡することもある. その他の症状: 空咳, 皮膚・唇・爪が青くなる (チアノーゼ), 全身脱力感・歩行困難, 血たん, 呼吸時の異常音, 錯乱, など	速やかに低地に移動させる (場合に応じて, 酸素投与などの応急処置)
重症 高所脳浮腫	AMS の症状が重くなったもの. 直線上を, かかと・つま先・かかと・つま先と交互に接触させて歩けるかどうかで診断する. 数時間以内に死亡することがある. その他の症状: 運動障害, 錯乱, 幻覚, など	速やかに低地に移動させる (場合に応じて, 酸素投与などの応急処置)

5.2.6.2 機器への影響

TAO サイトの環境は多くの機器にとって保証外の過酷な環境である. 例えばハードディスクは気圧が足りずディスクが浮き上がらないため, ほとんどの場合起動できない.

また気圧が低いいため排熱にも問題が起きやすく、機器によっては熱暴走が起きることもある。気温も場合によっては-20 度程度まで下がることもあるため、機器内の水分 (場合によっては油分) が凍結する可能性もある。このような事を十分考慮して、山頂で使用する機器は選定を行わねばならない。

5.3 サイトへのアクセス

TAO サイトがあるチャナントール山頂は未開拓の独立峰であり、アクセスのための道路などは存在しなかった。東京大学ではこのサイトの開発を 2000 年ごろから開始、2005 年には車が通れるアクセス道路を開通させた。ここでは歴史的なことも含めたサイトアクセスについてまとめる。

5.3.1 サイト調査の経緯

TAO プロジェクトによるアタカマ地区でのサイト調査は 1999 年に始まった。当初はパンパラボラ平原での調査を行い、また気象データ解析の結果なども加味し、2001 年ご

表 5.6: サイト調査一覧 (1999-2007)。

調査内容
1999.10 地形調査 (パンパラボラ, キマル山), 天文台訪問
2000.06 地形調査 (パンパラボラ), 天文台訪問
2001.05 地形調査 (パンパラボラ), 気象データ WS など
2001.09 地形調査 (パンパラボラ), 気象モニタ設置@パンパラボラ
2002.02 地形調査 (パンパラボラ), 気象モニタデータ回収
2002.11 チャナントール登頂, シーイング測定@パンパラボラ
2003.09 シーイング測定@パンパラボラ
2004.03 雲モニタ設置@ ASTE サイト
2005.02 山頂アクセス道路準備
2005.10 山頂アクセス道路建設関連作業
2006.04 山頂アクセス道路開通
2006.10 調査コンテナ, 気象モニタ, 雲モニタ山頂設置
2006.10 シーイング測定@山頂
2007.04 シーイング測定@山頂

ろにサイトの第一候補をチャナントール山とした。当時チャナントール山は車はおろか人が通るような道もなく、まさに未開拓のサイトであり、山頂の状況などは全く分からなかった。そこで2002年にパンパラボラ高地から山頂まで徒歩での登頂によって山頂状況調査を実施、山頂付近に望遠鏡を展開するに足る土地が確保できることを確認した。

2003年からはアクセス道路建設に着手した。地質調査の結果、50–60cm程度より深い場所は固い岩盤でできていることが分かった。これにより道路の製作方法を決定、2005年度にはパンパラボラ高原から山頂までを結ぶアクセス道路を開通した。

5.3.2 アクセス道路

TAO 山頂アクセス道路 (通称 TAO ロード) はパンパラボラ高原から山頂を結ぶ全長 6.4km の道路である (p.176 図 3)。道幅は最小 4m、最大斜度は 12 度で、路面はローラー転圧仕上がりになっている。人員及び小型の機材搬入に用いるための道路であり、TAO 本体建設の際には拡張が必要である。

5.3.3 山頂サイト

5.3.3.1 現状

2011 年 7 月現在、山頂には miniTAO 望遠鏡ドームの他、観測コンテナ、倉庫コンテナ、発電機コンテナが設置されている。また太陽光発電パネルも設置されている。山頂の概要を図 5.15 に、写真を図 5.17 に示す。

観測時の山頂電力はディーゼル発電機によって賄われる。この発電機は 50Hz125kVA の出力を持つ。出力電圧は 200/220V である。燃料タンクの容量は 1,200litre であり、給油はおおよそ 5 日ごとに必要となる。給油が行われない場合には電力は太陽パネルによる発電で賄う。

表 5.7: TAO アクセス道路仕様。

最大勾配	12%
平均勾配	10%以下
道路幅員	4m
法面角度 (岩盤部)	80 度
法面角度 (その他の部分)	60 度
最小曲率半径	40m
道路長	6.4km
整地	土砂を敷きグレーダーで微調整後ローラー転圧仕上げ

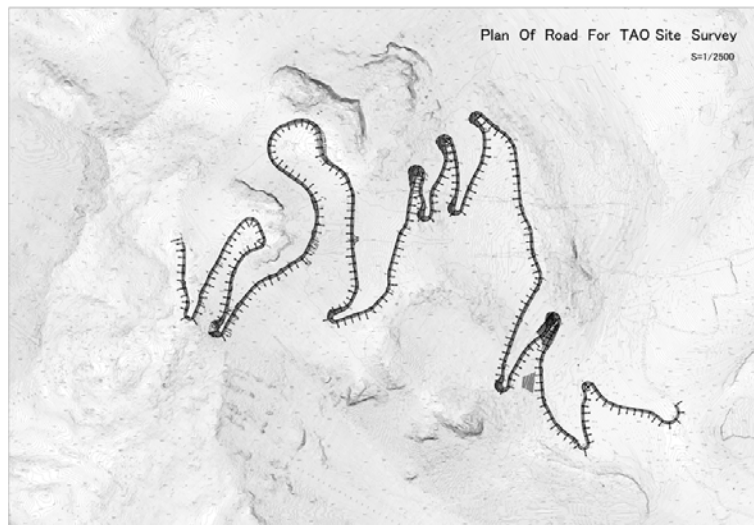


図 5.14: TAO アクセス道路のルートマップ.

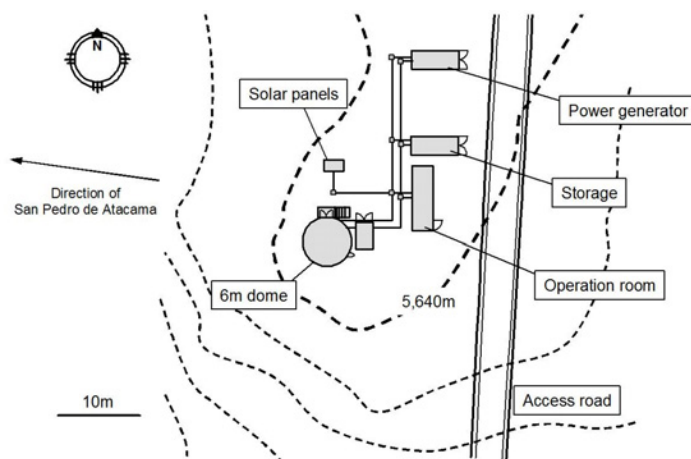


図 5.15: 現在の山頂配置図.

これら施設に加えて、山の最高標高地点は保存し石碑を設置している。この石碑は現地チャナントールの石と日本の石がはめ込まれており、「TATAI, アタカマと日本の友好のために」と記されている。



図 5.16: TATAI 友好の碑の前でセレモニーを行う現地住民と TAO メンバー.



図 5.17: 山頂写真. コンテナは奥から観測コンテナ, 倉庫コンテナ, 発電機コンテナである.

5.3.3.2 6.5m 望遠鏡の建設地

6.5m 望遠鏡は現在の miniTAO サイトの北側, およそ 40m はなれた地点に設置する計画である. この地点は山頂でも最も西に出っ張った場所にあり, シーイング条件は山頂サイトの中でも最も良いと推定される. 観測制御棟は望遠鏡ドームに隣接して東側に設置する. 山頂レイアウト案を図 5.18 に示す.

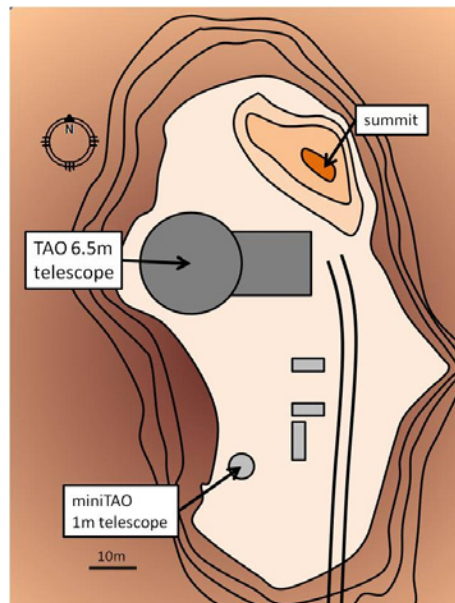


図 5.18: サイト配置案.

5.3.4 山麓観測施設

5.3.4.1 現状

TAO サイトは非常に過酷であり、長時間に渡る作業や観測は不可能である。また 6.5m 望遠鏡のような大型設備を保持運用するには大型のサポート施設が不可欠となる。TAO プロジェクトではサイトに最も近いサンペドロデアタカマ市 (以下 SPA 市) にこの機能をもつ山麓施設を建設予定である。

施設を作るにはまず土地の確保が重要である。TAO プロジェクトでは SPA 市の中心街に徒歩で移動でき、かつ施設が十分建設できるだけの広さを持った土地 (面積 13,000 平米) を 2008 年度に取得し整備を進めてきた。まずは miniTAO 望遠鏡の遠隔制御拠点として観測室を整備した。また 2011 年 2 月には無線ネットワーク用のアンテナを土地内の見通しの良い場所と約 48Km 離れた山頂に設置し、山麓、山頂間のネットワーク通信を実現した。これによって 2011 年度からは miniTAO の観測制御の一部が山麓施設からのリモートで行えるようになった。

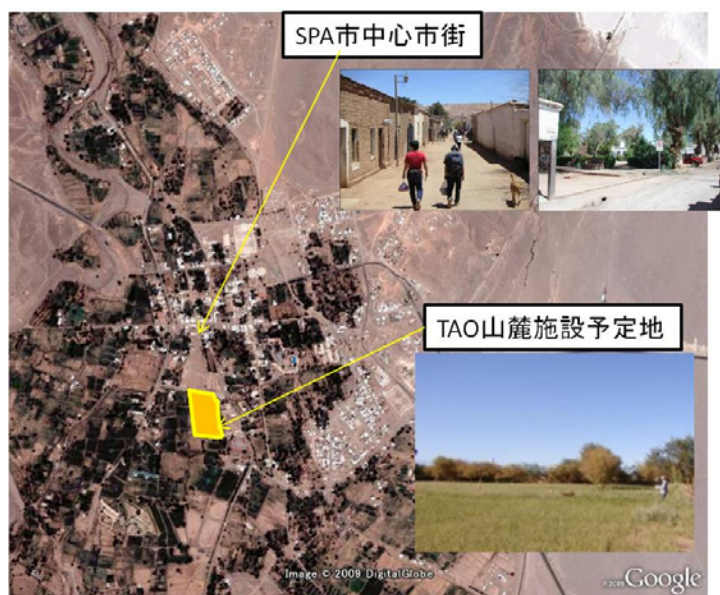


図 5.19: 山麓施設の地図.



図 5.20: 無線ラン用山麓アンテナ.

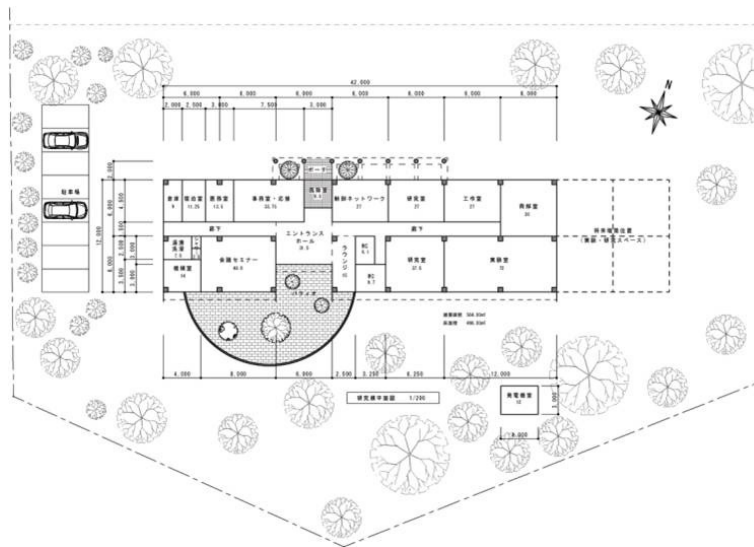


図 5.21: TAO 山麓研究棟案.

5.3.4.2 山麓研究棟計画

TAO6.5m 望遠鏡を建設・運用する際には、この土地に 500 平米程度の建物面積を持った山麓研究棟（仮称）を建設する予定である。この研究棟には

- 大型観測装置を実験調整するための大型実験室
- 精密実験を行うための精密実験室
- ネットワーク機器などを設置する機器室
- 事務一般の為の事務室・研究室
- 生活環境の為のラウンジ・キッチン
- 研究者滞在の為の宿泊室

などを備える。現在の研究棟案を図 5.21 に示す。

第6章 東京大学アタカマ 1m 望遠鏡

6.1 1m 望遠鏡

6.1.1 1m 望遠鏡の建設

東京大学アタカマ 1m 望遠鏡 (通称 miniTAO 望遠鏡) は科研費基盤 S 「銀河系に於ける星間ガスのイオン化状態の大域的構造と星-ガス循環過程の定量的研究」 (吉井 謙代表) に基づいて、南米チリの Chajnantor 山頂に設置された光学赤外線望遠鏡である。主鏡口径 1m, 焦点比 $f/12$, 視野直径 10 arcmin の Ritchey-Chretien 型であり、西村製作所によって製作・設置された。

望遠鏡建設は西村製作所において 2008 年初旬より始められ、5 月には仮組み、6 月には 2 つの観測装置の取り付け試験、電気系の仮配線が行われた。これらの試験を経て一旦分解され、10 月にはチリに向けて発送された。現地 Chajnantor 山頂においては 12 月下旬から基礎工事が始められ、2009 年 2 月には西村製作所から 4 名、東大から延べ 5 名がチリに赴き本格的に望遠鏡及びドームの設置作業を開始した。チリにおいてもまず標高の低い Calama において望遠鏡の仮組を行い、動作試験を経て、再度分解し 3 月初めに山頂への運搬を行った。山頂ではまずはドーム上部のパーツを組み立て、これをドーム下部にクレーンで載せてドームを組み立てたのち、順次望遠鏡パーツをドーム内にクレーンでつり込みながら望遠鏡の組み立て作業を行った (図 6.1)。機械的な組み立て作業ののち配線作業を行い、発電機から配電してドームおよび望遠鏡の動作試験を行なった。山頂は大気圧が地表の約半分の低温、低酸素環境での困難な作業であったが miniTAO 望遠鏡の建設は進み、2009 年 3 月 22 日にエンジニアリングファーストライトを果たした。簡単な光学調整の結果、FWHM = 1 arcsec を切る良好な星像の画像を取得することに成功し、ハルトマンコンスタントは ~ 0.2 arcsec を達成している。望遠鏡、ドームの他に観測コンテナ、倉庫コンテナ、発電機コンテナも設置された (§5.3.3)。

5-6 月には望遠鏡およびドームを山頂観測室から制御できるようになり、近赤外線カメラ ANIR をとりつけてファーストライトを果たし、赤外線 Pa α 水素輝線 (波長 1.875 μm) での銀河中心の構造をとらえることに成功した。その後 9-11 月には望遠鏡の最終調整、ANIR による観測を押し進めるとともに、中間赤外線カメラ MAX38 をとりつけ



図 6.1: Chajnantor 山頂における望遠鏡建設の様子.

てファーストライトを果たし、地上から波長 38 ミクロンの光を捉えることに世界で初めて成功した。ANIR による $\text{Pa } \alpha$ 観測の成功と MAX38 による $30\mu\text{m}$ 帯観測の成功は、Chajnantor 山頂サイトが世界最高の赤外線観測条件を備えていることを実証したといえる。また試験用 CCD カメラや ANIR でとらえられた星像は最良で $\text{FWHM} \sim 0.5''$ に達し、シーイングについても世界有数の観測サイトであることを実証した。

これまでに 1 ラン 2 ヶ月にわたる観測を年 2 回ずつ計 5 回行ってきたが、一方で山頂へのアクセスや山頂での観測活動は大変な苦勞を伴うため、遠隔操作による観測の実現を目指し、遠隔制御の整備を行ってきた。2011 年 2 月には山頂、山麓間に無線ネットワークのアンテナを設置し、通信試験を行い、5–6 月のランにおいて山麓からの遠隔制御試験に成功した (§5.3.4)。

1m 望遠鏡完成を記念し、平成 22 年 7 月 7 日にはサンチャゴ市において東京大学主催、チリ外務省エネルギー科学技術局およびチリ科学技術庁と共催、在チリ日本国大使館の後援の下、記念式典を開催した (出席者約 150 名)。チリ共和国の記念切手も式典当日に発行された (p.258 図 5)。

6.1.2 1m 望遠鏡仕様

miniTAO 望遠鏡は世界最高地点 5640m に設置された光学赤外線望遠鏡となり、小口径ながらも世界最高の赤外線観測条件を生かし、新しいユニークな研究を展開するとともに

表 6.1: miniTAO 1m 望遠鏡の仕様.

パラメータ	値	備考
光学系	タイプ	Cassegrain / Ritchey-Chretien
主鏡	外径	1,042.4mm
	F 値	2.5
副鏡	外径	222.88mm
	曲率半径	-1407.673mm
最終 F 値		12.0
ハルトマン定数		0.19''
バックフォーカス		650mm
視野		ϕ 10'
プレートスケール		16.644'' mm ⁻¹
最大駆動速度	方位角方向	3 度 s ⁻¹
	高度角方向	2 度 s ⁻¹
	ローテーター	3 度 s ⁻¹
絶対指向精度		2.5''
追尾精度		0.2'' min ⁻¹

に, TAO 計画の推進においてパイロット望遠鏡的役割も果たすものである.

1m 望遠鏡の架台は経緯台方式で, 高度角, 方位角には光学式エンコーダーが取り付けられており, それぞれサーボモーターによりフリクションドライブで駆動される. 方位軸の軸受けには名古屋大学 IRSF 1.4m (南アフリカ) 望遠鏡で採用された THK 社の R ガイド (円弧上に曲げられたレールガイド) が用いられており, 従来の経緯台望遠鏡に比べ小型, 軽量化がなされている. ドームの直径は 6m である. 主鏡セル下部にはインストルメント・ローテータが取り付けられており, 観測装置としては可視・近赤外線観測装置 ANIR または中間赤外線観測装置 MAX38 が搭載される.

miniTAO 1m 望遠鏡の主な仕様を表 6.1 に示す.

6.2 近赤外線観測装置 ANIR

6.2.1 miniTAO 1m による Pa α 観測

星形成活動のもっとも直接的な指標は, OB 型星の水素電離光子 ($\lambda < 912\text{\AA}$) によって電離された水素原子の再結合線である. その中でも最も一般的に用いられるのが H α 6563 $\text{\AA}$ であるが, この輝線はダスト吸収の影響を受けやすいだけでなく, ちょうど [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$ に挟まれているため低波長分散観測 (低分散分光や狭帯域フィルター撮像) ではそのコンタミのため定量的な評価が難しい.

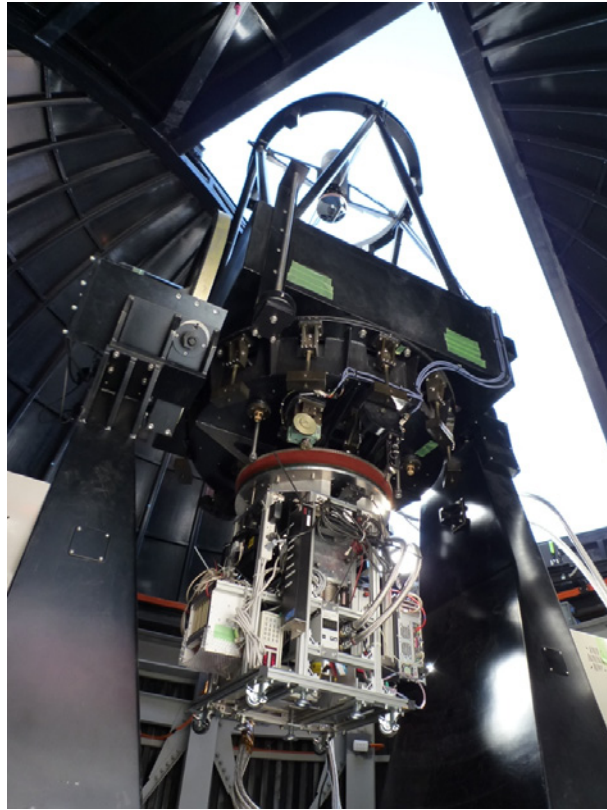


図 6.2: miniTAO 1m 望遠鏡に搭載された ANIR.

$\text{Pa}\alpha$ は近赤外 $1.8751\mu\text{m}$ ($n = 4 \rightarrow 3$) の水素輝線で、その強度は典型的な H II 領域で $\text{H}\alpha$ の 0.12 倍となり、近赤外波長域では最も明るい。また、その波長からダスト吸収の影響を受けにくく、 $A_V > 3.6$ で $\text{H}\alpha$ と強度が逆転する。さらに、単独輝線であるため低分散観測でも強度を正確に求めることができるという利点ももっている。しかし、その波長は地球大気吸収が強く、これまで地上観測はほとんど行われてこなかった。

その大気吸収の大部分は水蒸気によるもので、高い標高 (5640m) と非常に低い水蒸気量 ($\text{PWV}=0.5\text{mm}$) を有する TAO サイトでは比較的容易に観測が可能となる。図 6.3 に ATRAN によるシミュレーションの結果を示す。南半球の典型的な観測所ではほとんど大気を透過しない $1.8751\mu\text{m}$ の光も (点線)、チャナントール山頂では 50%以上が透過してくることがわかる。

ANIR (Atacama Near Infrared camera) は miniTAO 1m 望遠鏡の近赤外線カメラで、この新たな窓を用い、これまで地上観測ではほとんど行われていない $\text{Pa}\alpha$ の狭帯域フィル

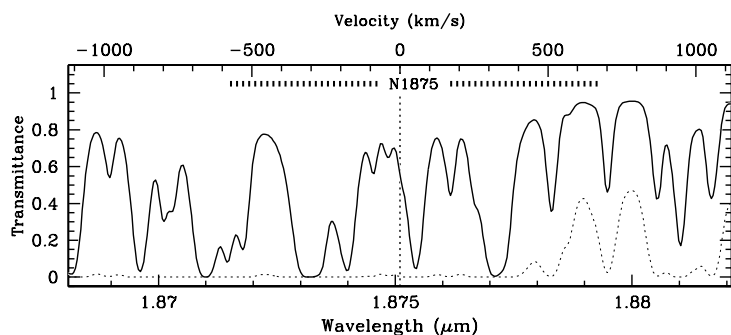


図 6.3: $\text{Pa}\alpha$ 付近の大気透過率の ATRAN によるシミュレーション結果. 実線がチャントール山頂 (5640m, PWV=0.5mm), 点線が 2600m(PWV=2.6mm) の環境のもの.

タ撮像観測を行うことをおもな目的としている.

6.2.2 装置概要

図 6.4 に ANIR の光学系とデュワーの断面図を示す. ANIR はメインの近赤外線光学系チャンネルと, デュワー窓前面にダイクロイックミラーを挿入することによって分離された可視光を結像する可視光学系チャンネルからなる.

6.2.3 近赤外チャンネル

近赤外線チャンネルの主な仕様を表 6.2 に示す. 望遠鏡からの入射光は焦点面直後でフィルターボックスを通過し, オフナーリレー光学系で検出器面に再結像される. 検出器は Engineering Grade の PACE HAWAII2 検出器の一コドラント/1024×1024 ピクセルを用いている.

表 6.2: ANIR 近赤外線チャンネルのスペック.

検出器	PACE HAWAII-2
ピクセルフォーマット	1024 × 1024
ピクセルスケール	0."31/pix
視野	5.'3 × 5.'3
読み出しノイズ	<15 e ⁻ r.m.s. (at 4μs/pix sampling)

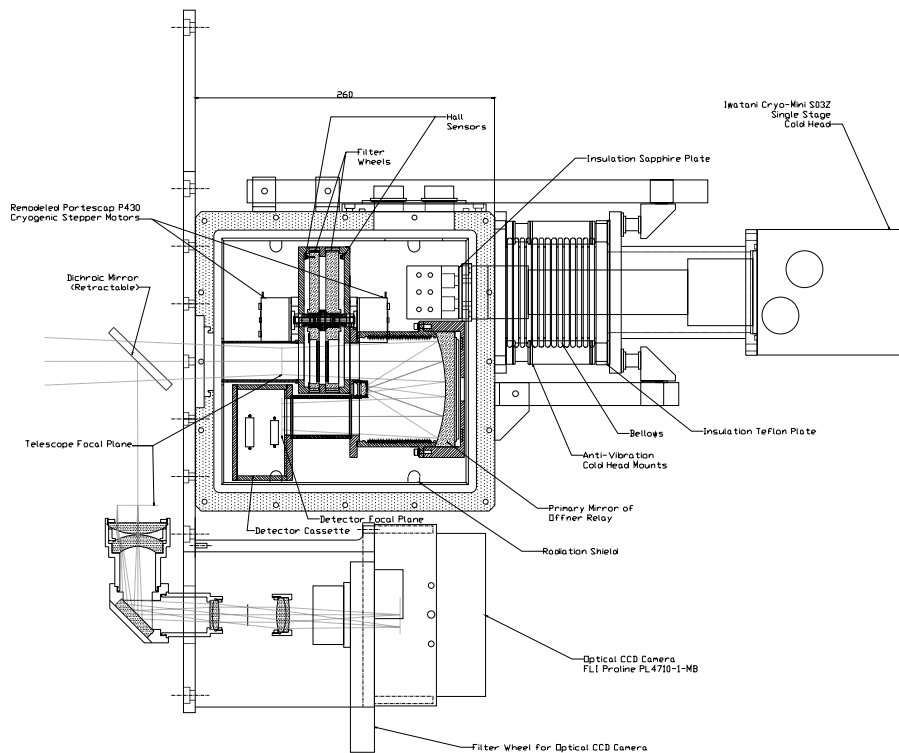


図 6.4: ANIR の断面図.

6.2.3.1 光学系

再結像光学系には、シンプルに構成できるオフナー光学系を採用した。光学系のミラーとフィルターボックス、検出器ボックスは一体となり、ハンドリングが容易な構造となっている (図 6.5)。

図 6.6 に最終像面でのスポットダイアグラムを示す。視野中心 (中央右) から視野端にかけて、ほぼ一ピクセル以下の像が得られる。また、視野端でも像面の歪曲は一ピクセル以下となっている。

6.2.3.2 フィルター

フィルターホイールは $\phi 38\text{mm}$ のフィルタを 4 枚収納できるホイール 2 枚から構成されており、冷却ステッピングモーターで駆動される。このモーターは市販の常温用モーター

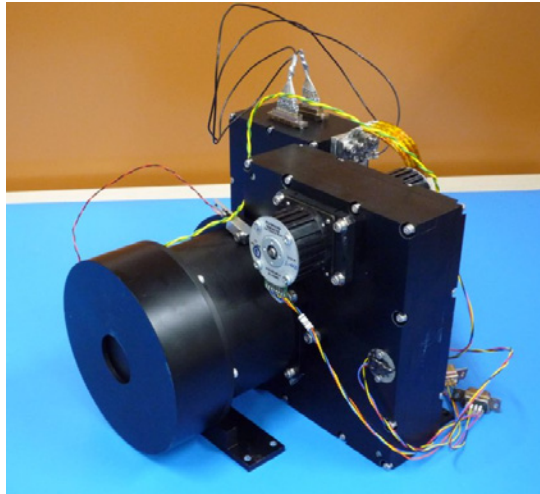


図 6.5: ANIR 近赤外チャンネルの光学系ユニット。左側がオフナー光学系のミラーを収める鏡筒, 右手前がフィルターボックスでその奥に検出器ボックスがある。

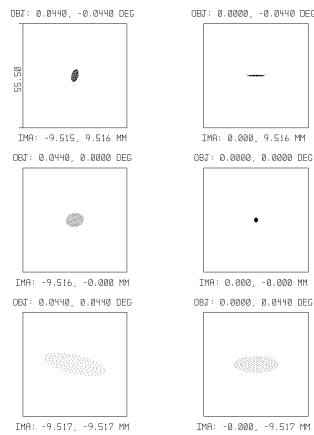


図 6.6: ANIR 近赤外チャンネルのスポットダイアグラム。四角の一辺が 3 ピクセルに相当する。

ターを改造し, ベアリングを MoS_2 スパッタのオイルレスボールベアリングに交換したものである。

ホイールにはネオジム磁石が埋め込まれており, ホールセンサを用いて位置検出を行う。ホームポジションのみ極性を逆にすることで, 初期位置の検出も可能である。

表 6.3 に近赤外チャンネルに装備されているフィルターを示す。4 枚の Mauna Kea フィルターセット (Tokunaga et al. 2002; Simons et al. 2002) の広帯域フィルターと, 4 枚の狭帯域フィルタからなる。

表 6.3: ANIR 近赤外線チャンネルのフィルターリスト.

名称	$\lambda(\mu\text{m})$	$\Delta\lambda(\mu\text{m})$
<i>Y</i>	1.038	0.0993
<i>J</i>	1.275	0.1586
<i>H</i>	1.673	0.297
<i>K_s</i>	2.149	0.3215
<i>N128</i>	1.2813	0.0214
<i>N1875</i>	1.8754	0.0079
<i>N191</i>	1.910	0.033
<i>N207</i>	2.074	0.041

6.2.3.3 検出器

検出器には Teledyne 社製, Engineering Grade の PACE HAWAII-2 を用いる. これは $0.9\text{--}2.5\mu\text{m}$ に感度をもつ HgCdTe の 2048×2048 フォーマットのアレイ検出器であり, そのコドラントの一つ (1024×1024 ピクセル) のみを用いる.

検出器の読み出しは, 中間赤外線カメラ MAX38 のアレイ検出器制御のために開発された TAC (University of Tokyo Array Controller Sako et al. 2008) を, HAWAII-2 にあわせて改造して用いる.

6.2.3.4 デュワー

これら各コンポーネントは, 一辺 260mm のデュワーに収められ (図 6.7), 岩谷瓦斯製のシングルステージの GM サイクル冷凍機 (Cryo-Mini S03Z, $25\text{W}@77\text{K}$) を用いて 70K 以下にまで冷却される. 常温からの冷却時間はおよそ 24 時間である. 検出器からの読み出しノイズを抑えるため, 熱パスに 3mm 厚の人造サファイアプレートを挟むことにより, コールドヘッドと内部のコンポーネントは電氣的に分離されている.

6.2.4 可視チャンネル

ANIR は近赤外チャンネルのデュワー窓直前にダイクロイックミラーを挿入し, 反射した可視光を再結像光学系で引き出すことにより, 可視赤外の同時撮像が可能である. 表 6.4 に仕様を, 表 6.5 に搭載されているフィルターを示す.

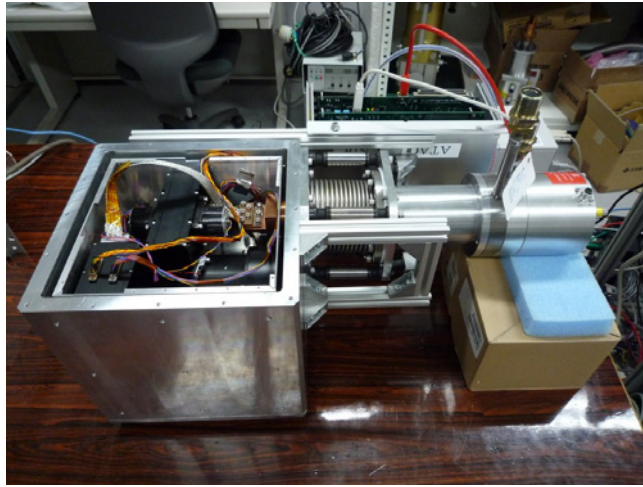


図 6.7: ANIR 近赤外チャンネルのデュワー.

表 6.4: ANIR 可視チャンネルのスペック.

検出器	E2V BI-CCD
ピクセルフォーマット	1056 × 1027
ピクセルスケール	0."30/pix
視野	5.'0 × 5.'0
読み出しノイズ	14 e ⁻ r.m.s.

表 6.5: ANIR 可視チャンネルのフィルターリスト. 中心波長, および波長幅は CCD の量子効率, およびダイクロイックミラーを含めた値である.

名称	$\lambda(\mu\text{m})$	$\Delta\lambda(\mu\text{m})$
<i>B</i>	0.4391	0.100
<i>V</i>	0.5352	0.082
<i>R</i>	0.6439	0.119
<i>I</i>	0.8063	0.166
<i>Gr</i>	-	-

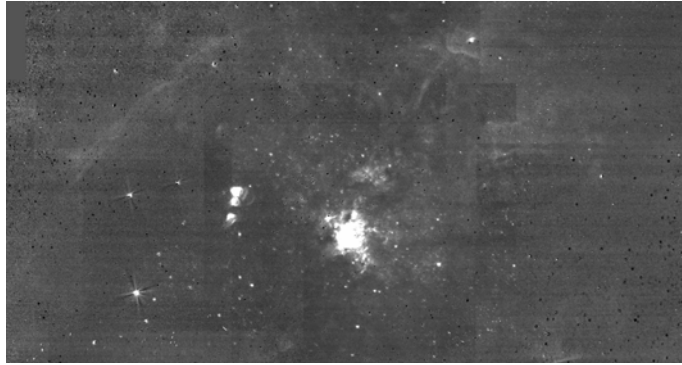


図 6.8: 銀河中心 SgrA の $\text{Pa}\alpha$ 輝線画像.

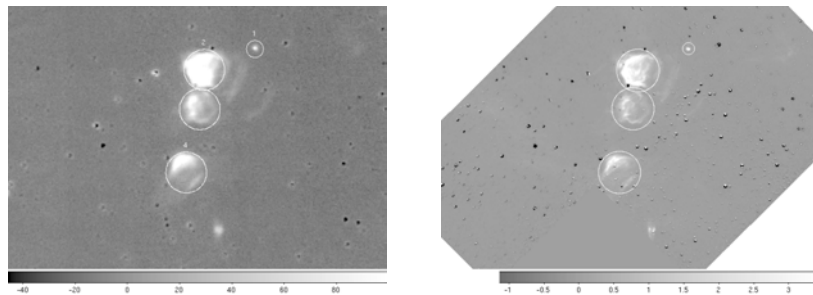


図 6.9: Sgr A 近くの H II 領域を拡大したもの. 左が ANIR/miniTAO 1.0m で 1080 秒積分したもの, 右が NICMOS/HST 2.4m で 191 秒積分したもの.

6.2.4.1 $\text{Pa}\alpha$ 撮像

6.2.5 装置性能

ANIR は 2009 年 6 月 8 日に miniTAO 1m 望遠鏡でのファーストライト観測に成功し, その後観測を続けている. 以下, その観測データから測定された装置性能を示す.

$N1875$ フィルターを用いた $\text{Pa}\alpha$ 輝線観測のファーストライトは 2009 年 6 月 10 日に行われた. 図 6.8 にその際得られた銀河中心の SgrA 周辺領域の画像を示す. これは, 地上観測では初めての $\text{Pa}\alpha$ 輝線画像である.

この画像の中央左の H II 領域を拡大し, HST/NICMOS による画像と比較したのが図 6.9 である. この図の白丸で示されたアパーチャーのカウントから $\text{Pa}\alpha$ 光子に対する大気透過率を算出した所, 15~50%という値が得られた. この結果は, $\text{PWV}=0.5\text{mm}$ が程度であると仮定し輝線雲の速度幅やオフセットが数十 km/s 程度はあることを考えると,

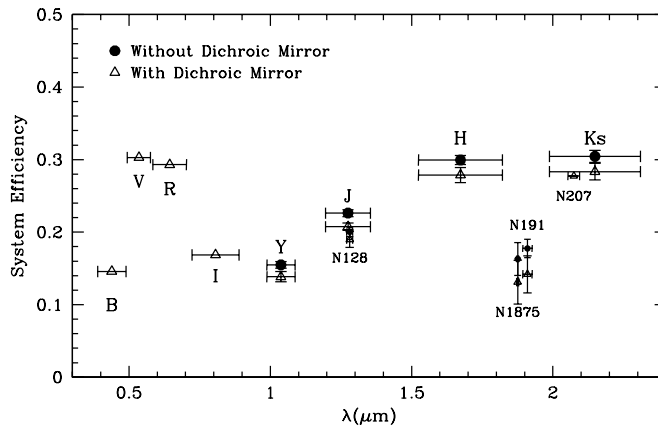


図 6.10: ANIR のシステム効率. 近赤外波長域については, 取得した全データに写っている 2MASS カタログ星を, 可視波長域は測光標準星のデータを用いた. 測定値の 1σ のバラツキを誤差棒で示している. 黒丸がダイクロイックミラーを入れない時, 白三角はダイクロイックミラーを入れて同時撮像した時.

図 6.3 に示した ATRAN のシミュレーション結果と合致し, チャナントール山頂で $\text{Pa}\alpha$ 輝線観測が十分に可能であることを示している.

6.2.5.1 システム効率

大気圏外から入射した光子のうち検出器で電子に変換されて検出されたものの割合である, システム効率を図 6.10 に示す. 赤外チャンネルでは $1.5\mu\text{m}$ を切るあたりから効率が低下しているが, これは検出器の量子効率の低下によるものであると考えられる. また, $N1875$ と $N191$ の測定値のばらつきが大きい, これは大気吸収の量が, 水蒸気量 (PWV) の変動によって大きく変わっているためであると考えられる.

6.2.5.2 PWV とシステム効率

そこで, チャナントール山麓の 5100m 地点にある APEX で測定された PWV とシステム効率をプロットしたのが図 6.11 である. これを見ると, PWV とシステム効率に良い相関が見える一方で, PWV が大きいにもかかわらずシステム効率が比較的良好な場合もあることがわかる. これは, 山頂 5640m と PWV を測定した標高 5100m の間に大部分の水蒸気が集積した状況を示しているのではないかと考えられる. 今後のより詳細な測定が必要であろう.

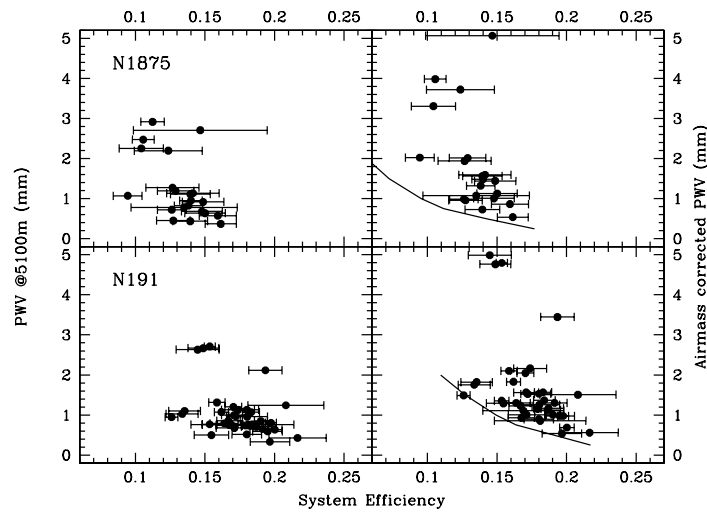


図 6.11: システム効率と 5100m で測定された PWV との関係. 上段が N1875, 下段が 191 フィルターのものである. 左側が測定された PWV を用いた時で, 右側は観測時の airmass の分だけ PWV を増やした. 実線は ATRAN によるシミュレーションから予想される関係.

6.2.5.3 シーイング

図 6.12 に赤外チャンネルでのこれまでのシーイング統計を示す. 中央値はどのバンドでも $\sim 0.''8$ 程度であるが, 回折像のサイズとハルトマン定数 ($0.''19$) を考慮すると, 実シーイングは $0.''76 - 0.''64$ に相当する. また, 可視チャンネルでのベストシーイングも $0.''6$ 以下という値が得られている. これらの結果は, DIMM シーイングモニタによる結果 (V バンドで $0.''69$) とも合致する.

その一方で, ダイクロイックミラーを挿入した際のシーイングは良くなく, $1''$ を切ることはまずない. 光学設計ではすくなくとも視野中心では Strehl 比は 0.6 以上になって, ダイクロイックミラーなしとあまり変わらない像が得られると想定されていたが, 今のところ原因は不明である.

6.2.5.4 限界等級

観測データから得られた限界等級を表 6.6 に示す.

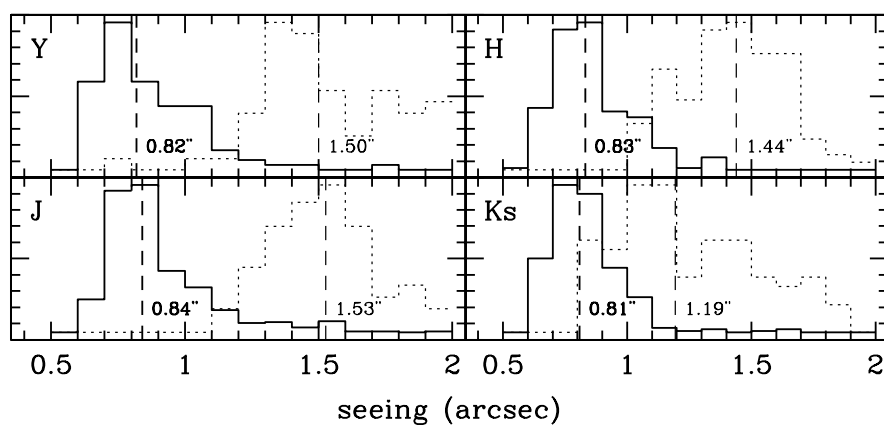


図 6.12: ANIR/miniTAO 1.0m で実測された Y , J , H , K_s バンドのシーイングのヒストグラム. 実線がダイクロイックミラーを入れない時, 点線がダイクロイックミラーを入れて可視赤外同時撮像を行ったとき. 縦破線はそれぞれの中央値を示している.

表 6.6: ANIR の限界等級. 5σ , 600 秒積分, $1.''5$ ϕ アパーチャでの値で, 等級は全て AB システムで表示した.

バンド	限界等級	背景放射 ($\text{Mag}/''^2$)
Y	20.3	15.9
J	20.6	15.7
H (high background)	20.4	14.5
H (low background)	20.9	15.5
K_s (high background)	20.5	15.0
K_s (low background)	20.8	15.5
$N128$	18.9	14.8
$N1875$	17.7	14.3
$N191$	19.5	16.1
B	23.3	21.8
V	23.2	20.9
R	23.0	20.1
I	21.3	17.0

6.3 中間赤外線観測装置 MAX38

6.3.1 装置概要

MAX38(Mid-infrared Astronomical eXplorer 38) は miniTAO 望遠鏡に搭載される中間赤外線カメラである.. この装置の最大の特徴はその観測波長にあり, 8–38 μm の広い範囲での撮像観測が可能である. 特に 26–38 μm の 30 μm 帯は他のサイトからは観測が不可能であり, miniTAO/MAX38 だけが唯一地上観測に成功している波長帯である.

装置全体については Miyata et al. 2008 を参照のこと.

MAX38 のスペックを表 6.7 に示す. また搭載されているフィルターとその感度の一覧を表 6.8 に示す.

表 6.7: miniTAO/MAX38 の装置スペック

観測波長域	8–38 μm	3–8 μm も低感度ながら観測可能
検出器	Si:Sb BIB array detector	mnufactured by DRS
フォーマット	128x128	
ピクセルスケール	1.26 arcsec/pix	
観測視野	160arcsec x 80arcsec	
フィルター	(別表を参照)	
分光モード	グリズムによる低分散分光	
	R $\sim$ 100	

表 6.8: MAX38 に搭載されているフィルターとその感度

フィルター名	中心波長 μm	透過幅 μm	感度 1sig1sec Jy	解像度 arcsec	備考
干渉フィルター					
8.9um	8.9	0.8	1.5	2.1	
9.8um	9.8	0.9	1.5	2.3	
10.6um	10.6	0.4	2.0	2.5	
12.2um	12.2	0.5	1.5	2.9	
18.7um	18.7	0.9	2.5	4.4	
24.5um	24.5	2.0	5.4	6.1	テスト中
Ldash	3.8	0.7	—	—	テスト中
メッシュフィルター					
31um	30	3	7.4	7.4	
37um	37	2	25	8.8	
分光グリズム					
NL-grism	10.5	5 (7.5-13.5)	10	$\sim$ 3	テスト中

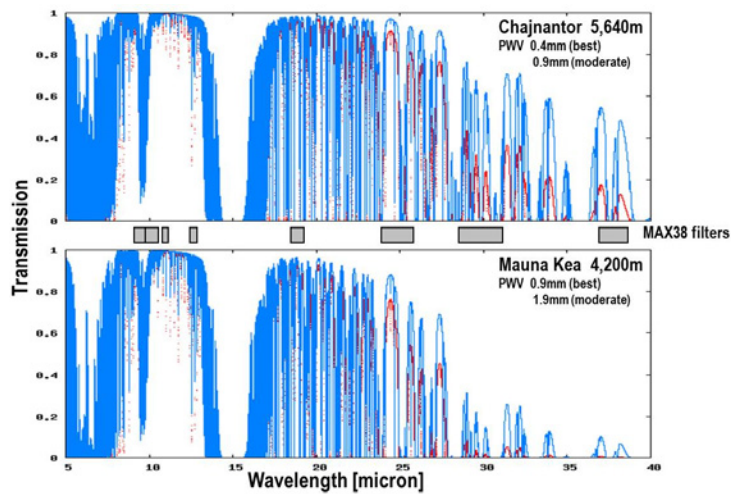


図 6.13: MAX38 フィルターと大気透過率の関係.

6.3.2 光学系・真空冷却系

MAX38 の光学系は2つのリレー系から構成されている. 1つ目のリレー系は瞳位置に低温チョッパー (後述) を持っており, 望遠鏡視野を 1:1 でフィールドストップ上に再結像する. フィールドストップの像は2つ目のリレー系で検出器に像を結ぶが, その瞳にはストップ及びフィルターが置かれ, 不要な光を最大限除去する. 光学系はすべて反射系で構成されており, 非球面鏡にはアルミ合金切削鏡を用いている.

MAX38 の冷却には住友重機械工業製の GM 冷凍機が用いられる. 冷凍機の排熱能力

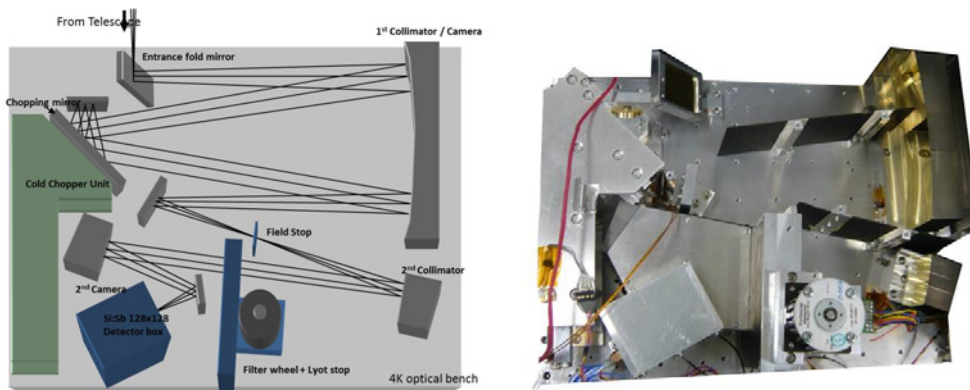


図 6.14: MAX38 光学系のイラストと実物写真.

は 4K で 1W である。これを用いて光学系全体を 7K 程度まで冷却する。検出器ユニットは光学系ユニットと熱的に同じ部分に設置されており、同じ熱ルートを伝って同時に冷却される。

なお miniTAO の置かれている TAO サイトの温度は非常に低く、場合によっては -20 度以下にもなる。さらに観測運用時には強い西風が当たることもある。これらによって冷凍機ヘッドとコンプレッサーを結ぶ He 配管がかなり低温になることがある。He 配管が低温になるとヘッドに供給されるヘリウムガスが低温になり、冷凍機ヘッドのパッキンの性能を劣化させ冷凍機性能が十分に発揮されない、という現象が起きる。MAX38 ではこれを避けるため、He 配管をラバーヒータで覆い、周囲を温めることで対応をしている。

6.3.3 検出器および制御回路

MAX38 の検出器としては DRS 社製の Si:Sb 128x128 検出器を用いている。この検出器は $38\mu\text{m}$ 付近まで感度を持っており、また well も $1\text{e}7$ と非常に深いため、地上からの $30\mu\text{m}$ 帯観測に非常に適した検出器である。検出器諸元を表 6.9 にまとめる。

MAX38 の検出器制御回路は図 6.16 のようになっている。特徴的なのは、デジタル部分に専用回路を置かず、RTOS を搭載した Linux と市販の DIO ボードを用いている点である。これによってデジタル部分の開発費を抑えるだけでなく、メンテナンス性にも優れたシステムを構築している。またこの部分の入出力には LVDS を用いている。全てのシステムはネットワーク経由で制御が可能である。

検出器駆動システムについては Sako et al. 2008 を参照のこと。

表 6.9: MAX38 搭載の Si:Sb 検出器諸元

検出器種類	Si:Sb BIB	=2msec frame sample @8K, bias 1V
フォーマット	128x128	
ピクセルサイズ	$75\mu\text{m}$	
出力数	4	
フレームレート	up to 500 frame/sec	
ダークカレント	$4.4\text{e}6 \text{ e/sec}$	
キャパシティ	$\sim 1\text{e}7 \text{ e-}$	
製作会社	DRS	

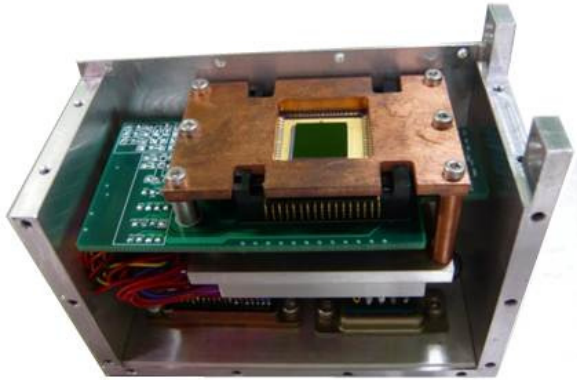


図 6.15: MAX38 検出器マウントに搭載された Si:Sb 検出器

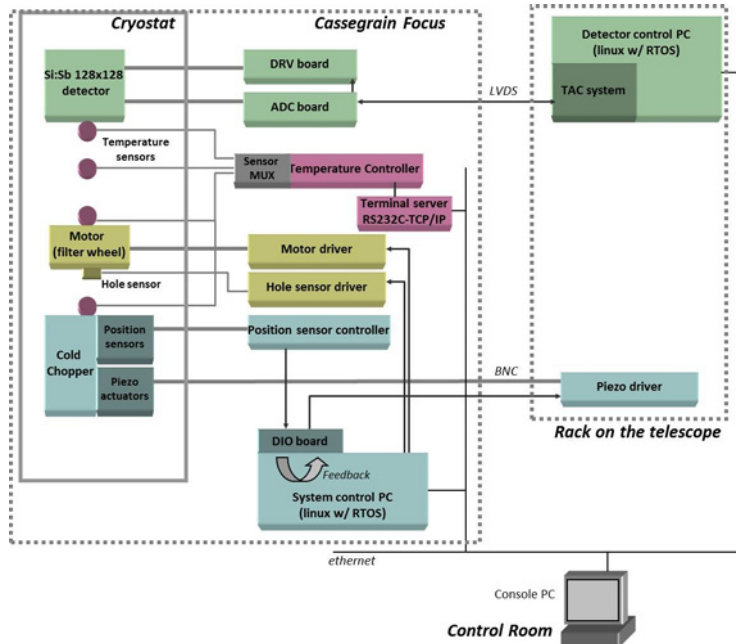


図 6.16: MAX38 エレクトロニクスブロック図.

6.3.4 新規開発技術

6.3.4.1 冷却チョッパー

地上望遠鏡による中間赤外線観測では大気放射の影響が非常に大きく、これを精度よく補正することが精密観測には必須である。これを実現するのがチョッピングと呼ばれ

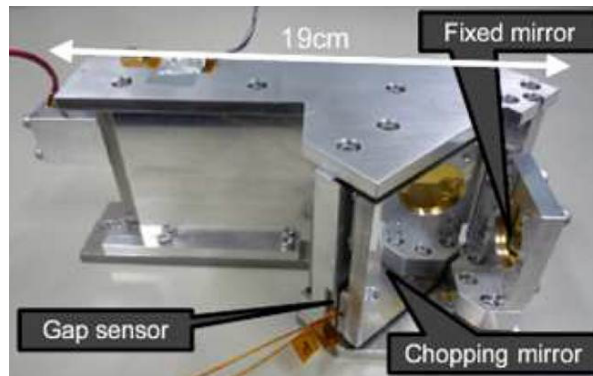


図 6.17: MAX38 冷却チョッパー写真.

表 6.10: MAX38 冷却チョッパー諸元

駆動素子	種類	低温用ピエゾ素子	富士セラミックスとの 共同研究 @7K
位置センサー	ストローク	～ 10 μ m	QueensGate 社製
	物理サイズ	L=150mm, ϕ 12mm	
	種類	静電容量式ギャップセンサー	
	測定レンジ	250–750 μ m	
	測定精度	0.0075 nm/ $Hz^{1/2}$	rms
最大チョッピング振幅		50arcsec	天球上
チョッピング周波数		0.18deg	実角度
位置静定制度		最大 6Hz	
		<< 1pix	

る観測手法である。これは高速で検出器上の天体位置を動かし、大気条件が変わる前に背景放射を取る技術であり、通常は望遠鏡副鏡を振動させることで実現する。しかしながら TAO 計画やそれ以後の超大型望遠鏡計画を鑑みたときに、副鏡を振動させることは必ずしも得策ではない。

振動副鏡に代わる機構として我々が開発したのが冷却チョッパーである。これは瞳部分においた可動式の平面鏡であり、傾きを高速で変化させることで検出器上（像上）の星像位置を変化させるものである。MAX38 用の冷却チョッパーは駆動に低温用ピエゾ素子を用いている。これは我々のグループが圧電素子メーカーと共同で開発したものであり、市販の低温ピエゾ素子に比べて格段に長いライフタイムを実現している。また瞳そのものに可動鏡を置くのではなく、手前に可動鏡を置き 2 度反射させることで、ストロークを 2 倍にするなどの工夫もしている。完成した低温チョッパーの諸元を表 6.10 にまとめる。詳しくは Nakamura et al. 2008 を参照のこと。

6.3.4.2 メッシュフィルター

MAX38 の $30\mu\text{m}$ 帯観測を可能にした、もう 1 つの要素はメタルメッシュによるバンドパスフィルターである。これは $25\mu\text{m}$ 以降の長波長では、多くの光学材料が不透明になる為、従来の誘電体多層膜法ではメタルメッシュフィルターとは金属格子の光干渉や金属表面プラズモン・ポラリトン効果を用いて選択的な波長透過特性を実現したものである。このようなメッシュによるフィルターは今までも電波波長や遠赤外線領域では用いられてきたが、近年の微細加工技術の発達により、中間赤外線波長でも製作が可能になった。我々のグループでは 2006 年度よりこのようなフィルターの開発研究をスタートさせ、金膜 (厚さ $2\mu\text{m}$ 程度) に格子状のパターンをくりぬいた自立型メッシュフィルターを完成させた。このようなメッシュフィルターは短波長側にリークが出やすいのでこれをブロックするため 4 枚を非平行に重ね合わせて用いている。

MAX38 では $31\mu\text{m}$ を中心としたフィルターと、 $37\mu\text{m}$ を中心としたフィルターの 2 種類をインストールして観測に利用している。なおメッシュフィルターは透過波長とサイズに単純な関係があり、違う透過波長のフィルターもサイズをスケールするだけで容易に製作が可能であることを付記しておく。

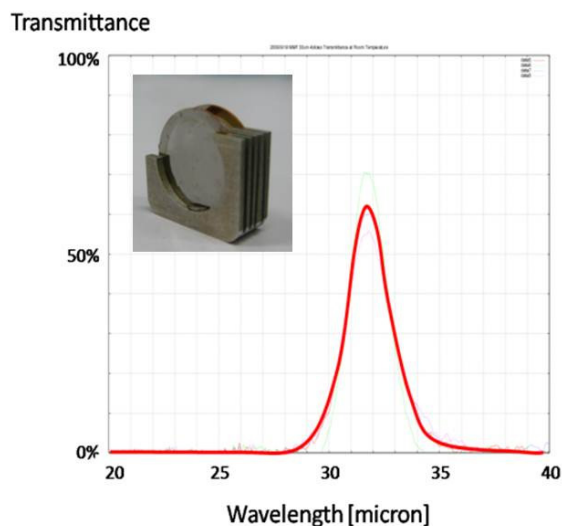


図 6.18: MAX38 に搭載されているメタルメッシュフィルター ($31\mu\text{m}$ フィルター) の写真と 4 枚重ねの透過率曲線。

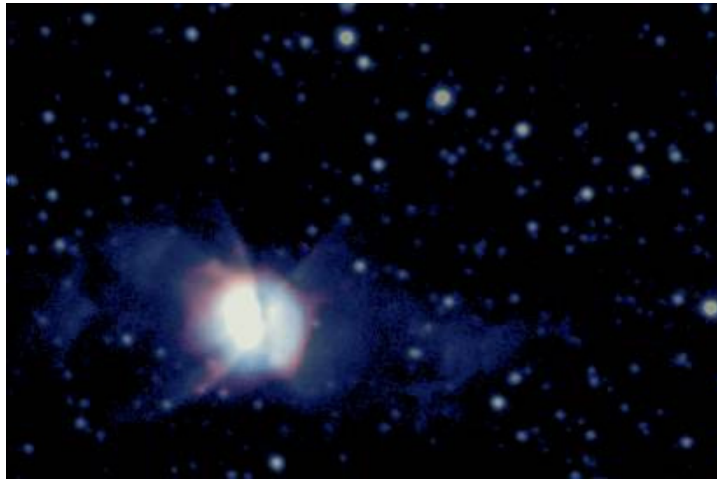


図 6.19: 惑星状星雲 NGC6302 の赤外線画像. 青が ANIR で得られた $\text{Pa}\beta$ 画像, 赤が MAX38 で得られた $31\mu\text{m}$ 画像. 惑星状星雲を取り巻くトーラスからの $30\mu\text{m}$ 放射が明瞭にとらえられている.

6.3.5 ファーストライト観測および初期成果

MAX38 は 2009 年 9 月に TAO サイトに輸送され, 11 月に初観測を行った. 初観測では冷凍機の性能劣化や光学系のトラブルなどもあったが, 天体からの $30\mu\text{m}$ 帯赤外線を地上から受けることに成功した. これは世界で初めての快挙であり, 新聞各紙での記事のほか, NHK でも番組として取り上げられた.

ファーストライト観測以降も装置の調整を続け, 2010 年度秋からは本格的な科学観測も可能となった. 特に $20\mu\text{m}$ 帯では見えないような低温度 ($<100\text{K}$) の領域探査に威力を発揮している. 現在の主な観測テーマは Luminous Blue Variables と呼ばれる大質量星進化末期天体や中質量末期天体, 星形成領域などである. 一例として中質量星末期天体である惑星状星雲 NGC6302 の観測画像を図 6.19 に示す. 赤色で示したのが $30\mu\text{m}$ 帯で得られた低温ダストトーラスであり, 可視近赤外線では暗くなっている領域にある低温ダストからの放射が捉えられていることがわかる.

MAX38 での $30\mu\text{m}$ 帯観測は他に例のないものである, その解析方法も自分自身で開拓していく必要がある. 初期の観測データの解析によって, $30\mu\text{m}$ 帯では天体の明るさが短いタイムスケールで大きく変動し, 場合によっては 3 時間程度で 7 倍も明るさが変化することが明らかとなった. 一方, 観測される天体の明るさと, 同時に測定される大気の明るさの間には非常に良い相関があることも分かった (図 6.20). これは天体の明るさ変動の原因が大気透過率の変化にあり, 大気透過率の変化は大気の明るさの変化を引き起こす

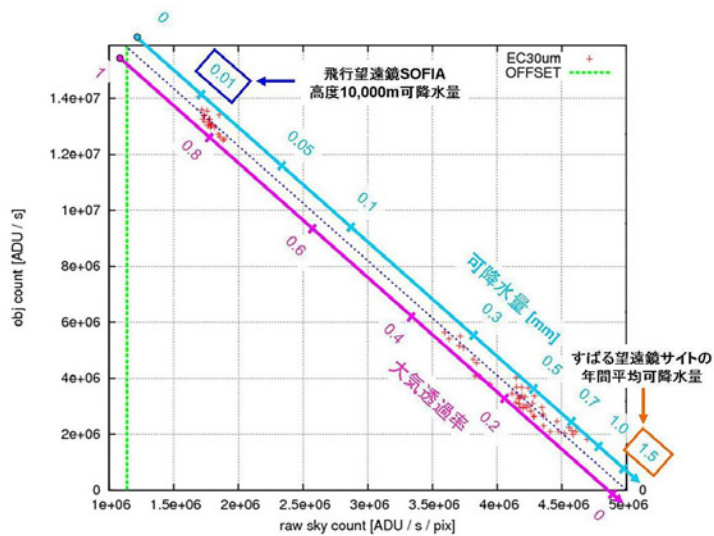


図 6.20: MAX38 で得られた、大気放射と天体の観測される明るさの関係。

ことを示している。逆に言えば大気の明るさから大気透過率は推定可能である。MAX38ではこの関係を用いて大気透過率の変化を補正する、self sky calibrationの方法を現在開発中である。なお、大気透過率がわかれば大気モデルを介してその視線方向の可降水量を推定することができる。図には各地点での可降水量も示してある。驚くべきことに、大気の状態が良いときには $31\mu\text{m}$ での透過率は80%、可降水量は0.02mm以下になることがわかる。これは飛行機望遠鏡SOFIAの高度での大気水蒸気量($7\mu\text{m}$)に匹敵する環境であり、TAOサイトが $30\mu\text{m}$ 帯観測に非常に有望なサイトであることを示している。

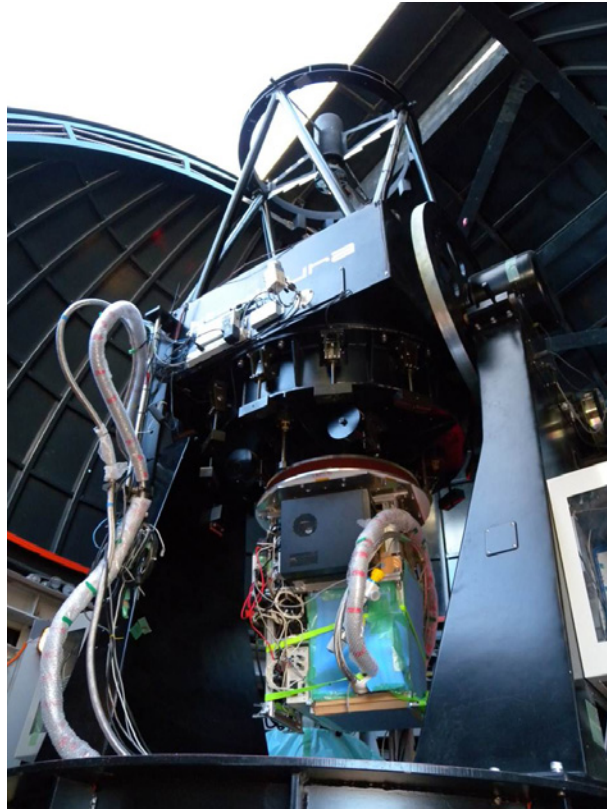


図 6.21: miniTAO 望遠鏡に搭載された MAX38.

関連図書

Miyata S., et al., 2008, Proc. SPIE, 7014, 73

Nakamura S., et al., 2008, Proc. SPIE, 7018, 142

Sako S., et al., 2008, Proc. SPIE, 7021, 67

Simons D. A., & Tokunaga A. T., 2002, PASP, 792, 169

Tokunaga A. T., Simons, D. A, & Vacca W. D., 2002 ,PASP, 792, 180



図 4: 東京大学アタカマ 1m 望遠鏡 (miniTAO) 完成.

第7章 運用体制, 年次計画

7.1 研究・運用に必要な人員

TAO を運用するためには, 表 7.1 の人員が必要であると考えている. 表 7.1 の TAO 運用のために必要な人員は望遠鏡のリモート制御立ち上げ期を想定している. リモート制御が計画通りに機能すれば, 現地の人員は見直せるかもしれない.

表 7.1: 必要と予想される人員

名称	人員	勤務地	雇用形態 *	機能
台長・副台長	2**	チリ/三鷹	三鷹雇用	現地の統括と三鷹との調整
観測運用担当	3**	チリ/三鷹	三鷹雇用	観測の実施と観測計画の作成
望遠鏡担当	1	三鷹	三鷹雇用	望遠鏡の改良
電気系担当	1	三鷹	三鷹雇用	電気系の改良と観測装置の開発
機械系担当	1	三鷹	三鷹雇用	機械系の改良と観測装置の開発
ソフトウェア担当	1	三鷹	三鷹雇用	ソフトの改良と観測装置の開発
観測装置管理者	4	チリ	三鷹/チリ雇用	現場での観測装置の保守と改良
望遠鏡オペレータ	4	チリ	チリ雇用	望遠鏡の運転と観測補助
電気系管理者	2	チリ	三鷹/チリ雇用	現場での電気系の保守と改良
機械系管理者	2	チリ	三鷹/チリ雇用	現場での機械系の保守と改良
ソフト系管理者	2	チリ	三鷹/チリ雇用	現場でのソフト系の保守と改良
事務員	2	三鷹	三鷹雇用	事務, 台長秘書など
	1	チリ	チリ雇用	
運転手	1	チリ	チリ雇用	車の運転, 物品購入
警備員	1	チリ	チリ雇用	警備責任者 警備会社を管理
清掃員	2	チリ	チリ雇用	観測所とサイトの清掃

* チリ雇用については, チリの大学の現地法人 (人材派遣会社のようなもの) を通す. これは, 校費の支出方法と, 直接の雇用関係を避けるという2つの問題解決のためである. 例えば, すばる望遠鏡の場合でも, 現地 (日本人も含む) での雇用の際には, RCUH (Research Corporation of the University of Hawaii) を通している.

** 計 5 名のうち, 2-3 名がチリ常駐

7.2 TAO 天文台の運用・維持・管理

1. 組織

(a) 所長委員会 (週 1 回; 現地)

- メンバー: 所長 (または副所長) + Astronomer (1-2 名) + Engineer (1-2 名; 現地雇用)
場合によっては日本側スタッフを含めた T V 会議
- 討議項目: 大方針の決定, 対外交渉, 日本との連絡, 観測計画の方針

(b) 運用委員会 (週 1 回; 現地)

- メンバー: 所長 (または副所長) + Astronomer (1-2 名) + Engineer (1-2 名; 現地雇用) + Technician (3-5 名; 現地雇用) + Officer (1-2 名; 現地雇用) + ポスドク, 大学院生
- 討議項目: スケジュールの確認 (年間, 月間, 次週), 技術的問題点の議論とその対処

(c) 観測会議 (年数回; 三鷹)

- メンバー: 天文センター長 + 天文センタースタッフ + 全国の研究者 + 技術者 + ポスドク, 大学院生
- 討議項目: 観測経過報告, 観測提案の検討, 研究結果の報告・検討

2. 年間スケジュール

(a) 観測時間

(b) 定期的技術時間

- 蒸着 (年 1 回程度)
- 光学性能確認 (年数回)
- 機械メンテ (年数回)

(c) 不定期技術時間

- 観測モード切替 (装置交換—主に PI 装置)
- 故障に対する対処
- 望遠鏡改修・改良
- 装置メンテ・開発

3. Operation の体制

- (a) 観測者 (日本あるいは山麓施設からのリモート観測 キュー観測も検討)
- (b) 望遠鏡オペレーター (原則として山麓研究施設から監視; 1-2 名)
- (c) 技術者 (必要に応じてデイクルーとして数名が山頂に上がる)

観測時間の割り当て

第1章に記したように, TAO 望遠鏡の観測時間は 40%をプロポーザル制の共同利用観測, 10%をチリ時間, 残りの 50%を東京大学中心に他大学・組織と共同研究ベースのプロジェクト観測を行うこととする。

7.3 予算額

TAO 計画としてすでにサイト調査を終え, 先行 1m 望遠鏡 (miniTAO) の運用を行っている。また 6.5m 望遠鏡用の観測装置 2 台の建設も進行中である。現地の山麓施設のための用地も取得済である。道路とサイト整備は山頂を共同で使う Cerro Chajnantor Atacama Telescope(CCAT) プロジェクトと共通で整備を行いつつある。

7.4 年次計画

TAO の建設には 6 年間で予定している (表 7.2 に概要をまとめる)。現在, この 6 年計画に含まれる, サイト調査, 光学系の検討, 観測装置の検討をできる限り行っている。

表 7.2: 年次計画表

作業	期間 (年)	初年度	2 年度	3 年度	4 年度	5 年度	6 年度
設計・解析	1.0	↔					
主鏡他光学系	5.0	↔	↔	↔	↔	↔	
主鏡	2.5	↔	↔				
研磨	2.0			↔	↔		
架台	4.0		↔	↔	↔	↔	
構造物製作	3.0		↔	↔	↔		
輸送	0.5					↔	
組み上げ（現地）	0.8						↔
ドーム	4.0		↔	↔	↔	↔	
構造物製作	2.5		↔	↔	↔		
輸送	0.5				↔	↔	
組み上げ（現地）	0.5					↔	↔
光学系取り付け・試験	0.5						↔
サイト整備	2.0		↔	↔			
現地補助施設建設	2.5			↔	↔	↔	
総合試験・試験観測	0.5						↔

第8章 他機関との協力

8.1 大学望遠鏡の必要性

＜大学での研究とは？＞

人類の認識の前進、環境の変化に対して着実な進展を目指すためには多様な研究スタイルが必要である。現在、日本の自然科学研究は、主に、大学、国立研究機関、さらには企業の研究所などで行われている。特に、国立大学と国立共同利用研究機関との関係は、その時々様々な要因に影響されてきた。しかしながら、普遍的に大学（のみ）が担うべき役割は存在する。その役割とは、長期的な展望、戦略を基に、研究の土台を作ることである。さらに、あえて言えば、予想のできない扉を開くことである。例えば、天文学において、次の種類の研究を模索することは極めて重要であり、大学が中心となって進めるべきものである。

- 研究の方法論を模索・確立すること。
- 長期の系統的な観測が必要な研究テーマを実行すること。
- 先端的な技術開発を、失敗をおそれず試みること。

大学には絶えず新しい時代を担う学生が入ってきて、若いエネルギーで、スタッフと共に失敗をおそれず新たなテーマに挑む。その過程で生じる多くの失敗（それが予想だにできなかったような新しい扉を開く）、また科学的・技術的な豊富な経験の蓄積が、自然に対する思索を真に深く広くする。大学は教育機関であると同時にフロンティアを切り開く研究機関であり、大学における教育と研究は表裏一体となって萌芽的研究を花開かせていくべきである。

＜次世代を育てる大学院教育の場としての大学望遠鏡＞

研究者としての将来を決定づけるのは、本人の資質を別にすれば、20代の大学院時代の経験・環境である。現代天文学の最先端までの高度な理解・経験を、丁寧に身につけるには、失敗をおそれずに、自分の手を動かし、考えたことを何でも試してみることが必要である。十分な時間を確保して、観測天文学でこれを実行する場が、「大学天文台」である。

さらに、レベルの高い研究者を育てるためには、単なる演習ではなく、実際に一流の成果をあげ、これを学位論文にまとめ上げ、達成感を実感できることが重要である。このような場で 20 代を過ぎた若手が、明日の日本の科学技術を世界を舞台に発展させてくれる。このために我々の東京大学アタカマ天文台が担う役割は極めて大きい。そして、その役割を十二分に果たすためには、望遠鏡の能力が十分高く、アイデア次第では第一級のデータが取得できることが必要である。

< 東京大学が中心となる計画 >

以上で、日本の天文学において研究・教育の両面で大学が重要な位置を占めていることを述べたが、それでは、なぜ、東京大学なのか。まず、日本の国公立大学の中で宇宙科学関連の専攻を有する大学は 5 校あまりあるが、東京大学 (天文学専攻と天文センターを合わせて) が最も規模が大きい。特に以下の 3 点の理由により、東京大学で本計画を進めることが最も適切であると考えられる。

1. 望遠鏡建設・運営及び機器開発の実績：東京大学の天文グループは旧東京天文台時代を別にしても、中小規模の望遠鏡を国内外に建設・運用し、多くの実績を上げている。例をあげると、旧東京天文台から引き継いだ形ではあるが、木曾シュミット望遠鏡がある。近年、大型 CCD カメラ、赤外カメラなどを開発し、全国共同利用と共に、東大独自のプロジェクトを進めている。さらに、広視野電波望遠鏡を野辺山、チリに設置して、共同利用型大望遠鏡では決してできない、銀河系の広領域データを集積している。また、ハワイマウイ島にマグナム 2 m 望遠鏡を建設して、クウェーサーの大規模な観測を行った。望遠鏡の建設・運用以外に、装置開発においても、すばる望遠鏡用を始めとし、地上・スペース両面において多くの開発実績を持つ。
2. 天文学教育研究センターの設立趣旨：旧東京天文台が国立天文台へと改組された際に設置された天文センターは、三鷹に設置され、観測・装置開発に重点を置いている。あえて言えば、将来「東京大学理学部天文台」として、上の項で述べたように、大学固有の観測施設を有し、基礎的研究と教育との両面において十二分の役割を果たすべく設置されたと考えている。設立から 20 有余年を経た現在、木曾シュミット望遠鏡を遙かに上回る規模の観測施設が必要不可欠である。我々は、今までの期間を本計画実行のための準備期間と位置づけ、多くの経験を蓄積してきた。
3. 多くの大学院生：東京大学大学院には毎年 20 名程度の大学院生が入学している。これは他大学に比べて圧倒的に多い。将来、全国の宇宙科学系大学が教育の面で協力することを視野に入れると、まずは質量共に圧倒している大学院生を有する東京大学で本計画を進めることは、極めて理にかなっている。我々の大きな前進が、日本全体の大学院教育の充実に貢献できると信じている。

本計画は、本来、天文センター及び天文学専攻が一体となって推進すべきものである。東京大学の天文グループは、天文センターと本郷の基盤講座である天文学専攻より成る。天文学専攻は理論的研究に重点を置き、基盤講座として大学院・学部教育にあたっている。この両者が役割分担をしつつも、東京大学天文グループとして緊密な協力を基に計画を推進するよう議論を重ねている。

< 大学望遠鏡連携の始まり >

2011 年度（平成 23 年度）より光赤外線大学間連携事業が開始された。北海道大学、東京大学、東京工業大学、名古屋大学、京都大学、広島大学、鹿児島大学及び国立天文台が大学望遠鏡を連携させて国内外に持つ中小の望遠鏡を有機的に結び付け、突発天体のフォローアップ観測の地球規模ネットワークを構築し、それを使用した最先端研究を共同で行うことにより大学での教育・研究の推進を図ることを目的とする。この連携観測事業は、日本の大学望遠鏡を最大限有効活用し、突発天体や変光天体を中心とした観測天文学を進展させると共に、互いの横のつながりをさらに密にしていく意味で、大きな意味を持つ連携事業である。連携事業は 6 年間を最初の区切りとして行われ、さらなるグループの拡大や外部ユーザーとの連携も議論されている。当初は 1m 以下の口径の望遠鏡の連携観測が主体となるが、やがて京都大学の 3.8m 望遠鏡が運用を開始、連携観測のターゲットを詳細に調べる上で大いに活躍が期待される。東京大学では miniTAO 1m 望遠鏡および木曾シュミット望遠鏡が 2011 年 4 月下旬の一回目の連携観測から参加している。また、木曾シュミット望遠鏡用の新広視野カメラ KWFC 用に開発した CCD エレクトロニクス KAC を他大学・組織へ供給を開始するなど、観測装置開発における連携も進めている。本連携事業で培われたつながりは、6.5m 望遠鏡の建設・運用において様々な形で活かされることは疑いない。

8.2 国内の他大学などの研究機関との協力に関する基本方針

TAO プロジェクトと大学など国内の他研究機関との協力に関する基本方針は次の通りである。

- 1 TAO の建設維持管理は、原則として東大が行う。
- 2 TAO の運用は、原則として東大が行う。
 - a 観測時間の割り当ては、40%を全国共同利用、10%をチリ時間とし、残り 50%を東大を中心としたプロジェクト時間とする。プロジェクト時間においては大型プロジェクトや野心的な萌芽的プロジェクトに重点をおく。

- 3 研究 (天文学, 装置開発, データ解析など) は, 全国の研究者と共同研究を行う.
 - a TAO の主要研究テーマや観測装置開発計画を公表し, 絶えずこれらを中心とした共同研究を呼びかける.
 - b 観測データは, 観測終了後できるだけ早い時期に Archive として公開する. Archive の運用を国立天文台などの他機関と共同で運用する可能性も考える.
- 4 教育に関しては, 他大学の大学院生も積極的に受け入れる. 東大と他大学を合わせて博士論文を年間 10 篇生産するのが目標.

8.3 天文学研究連絡委員会

天文学研究連絡委員会から以下の支持を得ている。

8.3.1 天文研連特別議事録

8.3.1.1 2003年4月23日

日本学術会議 天文学研究連絡委員会 特別議事録

2003年4月23日

天文学研究連絡委員会委員長 池内 了

「大学における光赤外線観測天文学の研究基盤の強化について」

(はじめに)

第18期日本学術会議天文学研究連絡委員会は、いくつかの大学が相互の連携および国立天文台との協力のもとで立案・推進中の光赤外線望遠鏡計画全般に関し、数度にわたって審議した。その結果、わが国の天文学研究と科学教育におけるこれらの計画の重要性に鑑み、わが国の全天文学を代表する本委員会の総意として、以下の特別議事録を残すことを決定した。

記

(すばる望遠鏡と大学望遠鏡)

国立天文台がハワイに設置したすばる望遠鏡の優れた性能と観測成果は、現在世界的に高く評価されており、わが国のみならず国際的な天文学の推進に大きな役割を果たしつつある。しかしその一方、大学における天文学の観測施設や研究設備は、わが国では依然として遅れたまま強化されてこなかった。欧米では、それぞれの国で複数の大学が優れた望遠鏡を有し、国立施設の大望遠鏡と競いあるいは連携を図りつつ優れた教育や先進的開発研究を進めている状況と引き比べれば、それとの落差は大きいと言わざるを得ない。

(大学望遠鏡の重要性)

わが国における光学赤外線天文学の総合的な発展のためには、大学共同利用機関である国立天文台による中枢的大型望遠鏡の建設に加え、大学における特色ある望遠鏡・観測施設の充実による研究基盤の強化という、2本の柱が必要である。大学に

おける適切な望遠鏡・観測施設の存在は、新たな可能性を開く萌芽的研究、特色ある観測装置の開発、大学院学生の教育、すばる望遠鏡による優れた成果の創出にも、不可欠だからである。すばる望遠鏡はただ一つであるため観測時間をめぐる競争は極めて厳しく、これらの目的（大学院生の教育、萌芽的研究、観測装置の開発）に使用することは容易ではない。自然を探究する科学の推進には、最先端を開拓する高いピークと、それを支えつつ新たな方向や若い人材を育てる広い裾野の両方がなければならないことは、先に延べた欧米の例を見るまでもないであろう。裾野を形成する大学が、大学院教育や特色ある研究を進めるため独自の望遠鏡を持つことの重要性については、すでに1994年の日本学術会議天文学研究連絡委員会報告『21世紀の天文学長期計画』において深く検討され、強調されてきたところである。また2000年文部省学術審議会特定研究領域推進分科会宇宙科学部会報告『我が国における天文学研究の推進について』においても、同趣旨の勧告がなされている。

(状況改善の試み)

近年、各大学においては、天文学および関連分野の研究者が科学研究費補助金などの競争的資金や国際協力により、小型の特色ある望遠鏡による研究を進めるなど、状況を少しでも改善する具体的努力が積み重ねられてきた。その例としては、東大のハレアカラ2m望遠鏡による活動銀河核の可視赤外線長期モニター観測、名古屋大学の南アフリカ1.4m望遠鏡による大小マゼラン星雲、銀河中心部および星生成領域の赤外線探査がある。また広島大学は国立天文台から1.5m赤外シミュレータを移管してガンマ線バースト現象の観測を行う計画を推進し、名古屋大学と国立天文台は、中国と協力して2m級赤外線望遠鏡を中国適地に設置し、東アジア地域における天文学共同体制構築のステップとする計画を検討している。しかし、これらはあくまで競争的資金や自助努力の範囲にとどまるものであり、規模としても目的としても、大学の基盤を本格的に強化するものではなかった。

(基幹3大学による望遠鏡計画)

このような状況のなかで、現在、東北大学、東京大学、京都大学は、それぞれに特色ある本格的望遠鏡計画を立案し、概算要求によってその早期実現を図る体制を整えている。わが国の基幹大学が本格的かつ最新の望遠鏡施設を持つことは、すでに述べてきたように当該大学のみならずわが国の天文学にとっての宿願である。本委員会では、連携して光赤外線観測天文学の研究基盤の強化を進めようとしているこの三つの計画について、その意義と緊急性を審議した。

(東京大学の望遠鏡計画) 東京大学の6.5m望遠鏡計画は、国立天文台が推進中のアルマ計画のサイトに近いチリの標高5600m高地に、赤外線観測に最適化した望遠鏡を

設置するものである。望遠鏡サイトとして世界最高の標高という好条件を利用して、高赤方偏移の天体を観測し、すばる望遠鏡や ALMA と連携して、宇宙初期の歴史の解明を目指す。

(京都大学の望遠鏡計画)

京都大学の 3.5 m 望遠鏡計画は、新技術による軽量望遠鏡を西日本で最高の観測サイトである国立天文台岡山天体物理観測所内に設置し、すばる望遠鏡や我が国の赤外線衛星 Astro-F との連携により、宇宙の突発現象の分光学的追求と星形成史の解明を目指す計画である。また、西日本の多くの大学と密に連携し、西日本における天文学の教育研究の拠点を形成する。

(東北大学の望遠鏡計画)

東北大学は、2 m 望遠鏡を福島県の好条件のサイトに設置し、近傍宇宙の暗黒物質の分布を明らかにする計画である。そのため国立天文台との共同開発による赤外線カメラを取り付け、広視野赤外線サーベイに力点を置いたプロジェクト指向の強い計画である。また東日本では最初の本格的望遠鏡施設として、地域の大学と連携し、東日本の天文学教育研究の拠点とする。

(基幹 3 大学の望遠鏡計画の評価)

これらの望遠鏡計画は、各大学独自の斬新な研究計画を目指すと同時に、望遠鏡のサイズ・機能からも、相補的なものとなっている。またすばる望遠鏡と密接に連携してそれぞれ特色ある探査的プロジェクトを強力に進めることを基本とし、すばる望遠鏡との相補性や、探査結果をもとにすばる望遠鏡を用いてより高度な観測成果を目指しているところも、優れた点である。さらに、地域性と大学間の連携を重視し、強力な教育拠点とすることで、次世代を担う人材の育成、および新たな可能性を開く機器の開発研究や萌芽的研究、技術力の育成等、大学の教育研究基盤の強化の要請に応えるものとして位置付けられている。

(国立天文台・大学間の協力)

これら 3 計画は、それぞれにサイト調査、望遠鏡設計と技術開発、観測装置の共同製作など、国立天文台との密接な協力のもとで進められている。また 3 大学相互の役割分担や相互協力についての協議・協力関係の構築も具体化しつつある。さらに、それぞれに地域・関連大学との協力体制を光学天文連絡会 (光天連) など広い研究者コミュニティを中心に組織しつつあり、法人化後の大学のあり方に新たな方向性を打ち出すものとしても評価される。

(結論)

東京、京都、東北 3 大学の望遠鏡計画は、すばる望遠鏡も含めて相互に不可欠な機

能を補い合いつつ、わが国に切望されてきた大学の観測的基盤と天文学教育の強化を実現するものとなっている。同時に、すばる望遠鏡のより有効な利用と高い成果、大学間の新たな協力などを実現するものであると考えられる。すばる望遠鏡などの活躍で広がりつつある宇宙と自然への興味を受け止め、それぞれの大学の教育と研究上の特色を最大限に活かしてゆく道であろう。

以上の視点から、日本学術会議天文学研究連絡委員会は我国の天文学コミュニティの総意を代表して、これらの計画が順次、早期に実現することを強く望むものである。

8.3.1.2 2005年5月18日

日本学術会議 天文学研究連絡委員会 特別議事録

2005年5月18日

天文学研究連絡委員会委員長 池内 了

「大学における光赤外線観測天文学の推進について」

(はじめに)

第19期日本学術会議天文学研究連絡委員会は、東京大学と京都大学が相互の協力および国立天文台との連携のもとで立案・推進中の Tokyo Atacama Observatory 計画 (以下、TAO 計画)、及び次世代大型望遠鏡を展望した新技術実験望遠鏡計画を核とする光赤外線望遠鏡建設計画に関し、その意義と緊急性を審議した。その結果、わが国の天文学研究と科学教育におけるこの計画の重要性に鑑み、わが国の全天文学を代表する本委員会の総意として、下記の特別議事録を残すことを決定した。

記

(すばる望遠鏡と大学望遠鏡)

国立天文台がハワイに設置したすばる望遠鏡の優れた性能と観測成果は、現在世界的に高く評価されており、わが国のみならず国際的な天文学の推進に大きな役割を果たしつつある。大学共同利用機関である国立天文台は、わが国の大学研究者等に世界的に最先端の観測性能を有するすばる望遠鏡を共同利用装置として提供することで、わが国の天文学の推進に大きな寄与を果たしている。しかしその一方で、わが国の大学における天文学の観測施設や研究設備の強化は十分ではなく、特に人材育成の観点からもそれぞれの大学の特徴を生かした基盤的設備の充実が望まれる。欧米では、それぞれの国で複数の大学が優れた望遠鏡を有し、国立施設の大望遠鏡と競い、あるいは連携を図りつつ優れた教育や先進的開発研究を進めており、それらとの落差は大きい。

(大学望遠鏡の重要性)

わが国における光学赤外線天文学の総合的な発展のためには、大学共同利用機関である国立天文台による中枢的大型望遠鏡の建設に加え、大学における特色ある望遠鏡・観測施設の充実による研究基盤の強化という、2本の柱が必要である。大学における適切な望遠鏡・観測施設存在は、新たな可能性を開く萌芽的研究、特色ある観測装置の開発、大学院学生の教育、すばる望遠鏡による優れた観測計画の創出にも、不可欠だからである。

自然を探究する科学の推進には、最先端を開拓する高いピークと、それを支えつつ新たな方向や若い人材を育てる広い裾野の両方が不可欠であることは、先に述べた欧米の例を見るまでもないであろう。大学が大学院教育や特色ある独自研究を進めるために固有の望遠鏡を持つことの重要性については、すでに1994年の日本学術会議天文学研究連絡委員会報告『21世紀の天文学長期計画』において深く検討され、強調されてきた。また2000年文部省学術審議会特定研究領域推進分科会宇宙科学部会報告『我が国における天文学研究の推進について』においても、同趣旨の勧告がなされている。

(大学望遠鏡の近年の状況)

近年、各大学においては、天文学および関連分野の研究者が科学研究費補助金などの競争的資金や国際協力により、小型の特色ある望遠鏡による研究を進めるなど、状況を少しずつ改善する具体的努力が積み重ねられてきた。その例としては、東京大学のハレアカラ2m望遠鏡による活動銀河核の可視赤外線長期モニター観測、名古屋大学の南アフリカ1.4m望遠鏡による大小マゼラン星雲・銀河中心部および星生成領域の赤外線探査がある。これらは競争的資金や自助努力の範囲で実現し、大学の基盤の強化に貢献してきた。しかし、さらに、国際的な天文学分野の最前線で活躍するすばる望遠鏡や、近い将来に完成するALMAとの連携のもとで、天文学の新しいフロンティアを拓き、かつその先頭に立つことを可能にする大学発信の本格的な望遠鏡計画の実現が是非とも必要である。

このような方向を目指す具体的な大学独自の計画として、地上の観測条件としては究極的な条件を有する南米チリのアタカマ高地に望遠鏡を設置するTAO計画が東京大学を中心として進められている。また、将来を見据えた新たな技術の展望を開くために、国内(岡山)設置の新しい概念の実験望遠鏡による研究開発の計画が京都大学を中心に進められている。これらの計画は当初はそれぞれの独自計画の推進が行われてきたが、全国の大学間の連携による共同研究的な枠組みをベースにした全体計画としてまとまりを持つようになってきた。

(東京大学と京都大学の望遠鏡計画の概要とその評価)

TAO計画は、国立天文台が推進中のALMA計画のサイトに近いチリの標高5600mの山頂に、赤外線観測に最適化した6.5m望遠鏡を設置するものである。望遠鏡サイトとして世界最高の標高という好条件を利して、高赤方偏移の天体を観測し、すばる望遠鏡やALMAと連携して、宇宙初期の歴史の解明を目指す。

この望遠鏡計画は、大学独自の斬新な研究計画を目指すと同時に、すばる望遠鏡と密接に連携してそれぞれ特色ある探査的プロジェクトを強力に進めることを基本と

し、すばる望遠鏡との相補性や、探査結果をもとにすばる望遠鏡を用いてより高度な観測成果を目指しているところも、優れた点である。さらに、大学間の連携を重視し、強力な教育拠点とすることで、次世代を担う人材の育成、および新たな可能性を開く機器の開発研究や萌芽的研究、技術力の育成等、大学の教育研究基盤の強化の要請に応えるものとして位置付けられている。

さらに、京都大学を中心として、技術的な側面の研究開発に重点をおいた3 m望遠鏡を国立天文台岡山天体物理観測所のサイトに設置する。ここでは、次世代超大型望遠鏡への技術開発研究や機動性を生かした観測課題を追求する。とりわけ、研削による鏡面製作や分割鏡の新方式制御を目指し、国内産業とも密接なかかわりを持つ実験望遠鏡として、大学での教育や人材育成に貢献する。

(東京大学と京都大学の協力及び国立天文台と他大学との連携)

TAO 計画は、サイト調査、望遠鏡設計と技術開発、観測装置の共同製作など、東京大学と京都大学との協力に基づいて進められている。一方、京都大学が中心となって国立天文台岡山天体物理観測所・名古屋大学の関連研究室との連携で進めている3 m望遠鏡は、すばる望遠鏡・TAO 望遠鏡から次世代超大型望遠鏡構想へと繋いでいくものとして大変重要な役割を担う。

地上の大型観測装置計画としては、先にふれた文部省学術審議会の報告にあるとおり、大学共同利用機関における共同利用装置として、アルマ計画の推進及び達成が最重要課題とされている所でありその認識はかわるものではないが、これらの拠点大学の観測装置の充実、人材養成の立場からも日本の天文学の発展を支える基盤となるものである。従って、これらの望遠鏡計画は、国立天文台との密接な協力のもとで進められるべきものであるとともに、大学独自の計画を実現する新しい枠組みのもとでの道筋をつくることも必要である。例えば、大学が中心となって企画立案する大型・中型計画の評価とその実施、また大学間の新しいタイプの共同研究・連携研究の実施などが進められるようなシステムが望まれる。

全国の関連大学との協力体制も光学赤外線天文学連絡会など広い研究者コミュニティを中心に組織しつつあり、法人化後の大学のあり方に新たな方向性を打ち出すものとしても評価される。

(結論)

東京大学と京都大学の密接な協力の基に進められている望遠鏡計画は、わが国に切望されてきた大学の観測的基盤と天文学教育の強化を実現するものであると同時に、大学間の新たな協力などを実現するものであると考えられる。これらの実現はすばる望遠鏡などの活躍で広がりつつある宇宙と自然への興味をさらに拡大し、日

本全体の大学の教育と研究上の特色を最大限に活かしてゆく道であろう。

以上の視点から、日本学術会議天文学研究連絡委員会はわが国の天文学コミュニティの総意を代表して、光赤外線天文学の領域において大学が最優先で推進すべきTAO計画及び新技術実験望遠鏡計画を核とした東京大学と京都大学の計画が早期に実現することを強く望むものである。

8.3.2 天文研連委員長談話

天文研連委員長談話

2003 年 9 月 20 日

TAO 計画について

日本学術会議天文学研究連絡委員会（以下、研連と略す）は、日本における天文学研究者のコミュニティーを代表する唯一の公的機関である。今期の研連においては、各大学における天文学研究の将来計画を重要議題として集中的な審議が続けている。中でも、東京大学理学研究科天文学研究教育センターと同天文学専攻が計画している TAO（東京大学アタカマ天文台）構想については、これまで研連において計画の紹介とともに複数回議論され、その計画の中身について委員の理解が得られており、東京大学における天文学研究施設を充実していくための重要な計画と認識されている。このような計画を積極的に推進していくことは、東京大学のみならず、日本の多くの大学の天文学研究推進にとっても重要と考え、今後、研連（及び委員長）として計画の推進にいっそうの努力を重ねる所存である。

日本学術会議天文学研究委員会

委員長 池内 了 

図 8.1: 天文研連委員長談話

8.4 光学赤外線天文連絡会

光学赤外線天文連絡会から以下の支持を得ている。

8.4.1 運営委員会声明

2005年1月21日

光学赤外線天文連絡会 運営委員会声明

光学赤外線天文連絡会 運営委員会

<声明主文>

わが国の光赤外線天文学研究分野が、国内外の天文学研究の進歩・発展に対して将来にわたって一層の貢献をするために、東京大学及び京都大学双方の新望遠鏡建設を核とする計画の推進が必要である。すばる望遠鏡の成果を継承・発展させるためには本計画のすみやかな実現が強く望まれるものであり、当該大学はもとより、文部科学省、並びに関連研究者の一層の努力を要請する。

<日本の光赤外地上観測天文学の現状>

すばる望遠鏡から生み出される最新の研究成果は、わが国の光赤外線天文学が世界の一線に並び、あるいは世界をリードしていることを証明している。この望遠鏡は、日本の光学赤外線天文学研究者らの長年にわたる強い要請に応じて建設されたものであり、2000年度から始まった本格的観測によって先端的な研究成果が次々と生み出されている。われわれ光学赤外線天文学研究者にとって、8.2mの口径を持つすばる望遠鏡を用いて世界に誇れる科学的成果を達成することが、大きな喜びであると同時に重要な責務でもある。

一方、口径6mを越える大型望遠鏡がすでに全世界で13台稼動し、3台が建設中である。この事実は少数の大型望遠鏡だけでは学問的要請に十分応えられないことを如実に表している。わが国がすばる望遠鏡以外に口径2mを越える望遠鏡を持たないことは、すばる望遠鏡の成功に喜んでばかりはいられない基盤の弱さを示すものである。

他方で、すばる望遠鏡計画において、建設開始の数年以上前から、その成功の鍵となる新技術開発が進められていたことを忘れてはならない。次世代の大望遠鏡の成功の鍵は、建設開始以前の周到な技術開発と、次世代の研究を担う若手研究者の養成である。

<基幹大学望遠鏡の必要性>

国家的大計画を遂行する国立天文台などの大学共同利用機関と、これを支える各大学とは相補的な役割を担う。

国立天文台のすばる望遠鏡が大活躍する時代にあっては、一方において大学における観測天文学の教育研究の基盤の強化がきわめて重要である。大学は先端的なサイエンスの研究および独創的な新技術開発の核となること、また、それらを担う人材の育成を行うことが求められている。このことは既に 1994 年の天文学研究連絡委員会の報告書『21 世紀に向けた天文学長期計画について』および、2000 年 12 月の(旧)文部省学術審議会総会報告『我が国における天文学研究の推進について(報告)』の中で強調されている。

つまり、次代を担える若手研究者の養成、変化の激しい最先端研究への臨機応変の対応、将来の大望遠鏡のための基礎技術開発などは、各大学が担うべき使命である。これらが揃うことで当該分野の学術研究が総合的に発展できるのであって、大望遠鏡一つあれば済むというものではない。

<提案されている大学望遠鏡計画>

東京大学、京都大学がそれぞれ提案中の二つの望遠鏡計画は、上記のような理念の下で一体の計画としてとらえるべきものである。両望遠鏡はすばる望遠鏡や ALMA との比較では小規模の計画であり、国立天文台よりはむしろ、実力と体制を備えた基幹大学が担うべきものである。

東京大学の 6.5m 望遠鏡はその中核であり、天文学の最前線を切り拓こうとする野心的な計画である。未開拓であった波長帯や対象を開拓していく萌芽的研究や、大規模なサーベイ観測を行って人類の知的財産の一角を担う重要な成果を出すことをめざしている。超新星やクェーサーの大規模な近赤外分光サーベイによるダークエネルギーの詳細研究や、原始惑星系円盤の中間赤外線詳細撮像などはきわめて重要な成果をもたらすと期待される。建設予定サイトはチリ・アタカマの高度 5600m の場所であり、赤外線観測にとって地上最高のサイトの一つであるとともに、ALMA との連携観測が容易である。また高い空間分解能と赤外線観測性能を両立させるため、能動光学副鏡を装備するなどの工夫を行う。東京大学が望遠鏡本体の建設を行い、京都大学は観測装置の開発とサイト調査を分担する。さらに日本全国の研究者との共同研究を行うことで、様々な新しいアイデアを生かしながら活発な観測研究を行う計画である。

京都大学が提案する国内 3m 級望遠鏡はさらにその次の時代の発展を図るものである。このためには観測研究とともに技術開発研究が欠かせないが、上記 6.5m 望遠

鏡やすばるなどの大型望遠鏡は新技術開発に最適とはいえない。従って京都大学は世界最先端のユニークな技術開発を進めるために3m級望遠鏡を国内に設置する計画を提案する。目標は、研削による鏡面製作と分割鏡制御という革新的技術開発研究であり、国内産業との連携を強化しながら、将来の超大型望遠鏡や宇宙望遠鏡のための基礎開発となるであろう。また6.5m望遠鏡等に装着する観測装置の開発という役割も重要である。また国内に設置される大学望遠鏡という利点を生かした、機動性のある研究課題の展開、たとえばコンパクト天体の物理の解明、星間物質研究の新局面の開拓等でユニークな研究成果が期待される。京都大学を中心に、国立天文台岡山天体物理観測所、名古屋大学の関連研究グループが共同で望遠鏡建設を推進する。

＜国立天文台、将来の大型計画との関係＞

この基本計画の推進は、次世代のより高度な超大型国際望遠鏡の建設とそれによって展開されるサイエンスの基礎となり、日本の光学赤外線天文学の基盤を強化し、国立天文台を中心とした大きな計画に発展していくことが期待され、わが国の天文学研究の発展のためにきわめて重要なステップである。

付 録 A 外部評価委員会報告書

2008 (平成 20) 年 7 月, 東京大学大学院理学系研究科天文学専攻及び同天文学教育研究センターに対する 2 回目の外部評価を受けた. ここに外部評価委員会報告書を載せる. 2002 (平成 14) 年 3 月受けた 1 回目の外部評価については TAO プロジェクトブック I を参照.

**Report of the External Review Committee
for the
Department of Astronomy and the Institute of Astronomy
School of Science, University of Tokyo.
July 2008**

1. Introduction

This is the report of the second External review Committee (ERC) for the Department of Astronomy (DoA) and the Institute of Astronomy (IoA), School of Science, University of Tokyo. The previous ERC met in December, 2001 and submitted its report in March 2002. The 2008 ERC members are

Professors:

Toshinori Maihara (Chair)	Kyoto University/NRI Inc
Leonardo Bronfman	University of Chile
Hajime Inoue	Director, ISAS/JAXA
Hyung Mok Lee	Seoul National University
Shouken Miyama	Director, NAOJ
Peter Strittmatter	Steward Observatory, U. Arizona

The ERC met at the IoA in Mitaka on July 3rd/ 4th 2008. Its report is based on presentations and follow up discussions at the meeting, detailed descriptions of the various program elements and statistical data contained in a specially prepared compendium entitled “Booklet for the External Review”¹, interviews with Masters

¹This material was provided to the ERC well before the meeting

and Doctoral students and a Post doctoral fellow, visits to several laboratories at IoA and follow up discussions with Professor Yuzuru Yoshii (IoA Director) and Takashi Onaka (DoA Head).

The agenda as adopted by the ERC for the meeting is provided as Attachment A and differs in a few details from the original draft.

2. Review and Findings

Based on the presentations at the meeting and the very extensive program summary provided in the “Booklet”, the ERC was very impressed with the breadth and quality of the astronomy programs at the University of Tokyo. The DoA / IoA are clearly maintaining the long tradition of excellence in astronomical research and teaching developed at the University of Tokyo since the founding of the DoA/Tokyo Astronomical Observatory in 1877/88 respectively.

2.1 Organizational Considerations. Following brief welcoming remarks by Professor T. Onaka and Professor Maihara (chair) and self-introductions by the participants, Vice-President/Professor S. Okamura provided a brief overview of the transition, initiated in 2004, of the University of Tokyo to a new organizational form as a National University Corporation. (This University transition followed another affecting the Tokyo Astronomy program, namely the abolition in 1988 of the Tokyo Astronomical Observatory and its reconstitution as the National Astronomical Observatory of Japan (NAOJ) — an Inter-University Research Institute.) Professor Okamura summarized the goals of the Corporation Law in terms of increased autonomy, flexibility and accountability for universities throughout Japan. He also spoke of the requirement for mid-term planning and evaluation, the steadily planned decrease in running budget and the growing need to finance research programs through competitive funding. It appears to the ERC that the situation with regard to DoA / IoA is still evolving amid some remaining uncertainty associated with the reform requirements. Despite these changes — and perhaps in some cases in response to them — DoA / IoA are continuing to develop programs designed to keep them in the forefront of international astronomical research. The ERC is, however, concerned about the planned budget cuts since this is occurring at precisely the time that astronomical research activity and hence competition is growing internationally.

2.2 Education Program. Professor Onaka gave a review of the educational program at the DoA and IoA. He also describe synergies with other departments / institutes within the University of Tokyo (the Research Center for the Early Universe, the Graduate School of Arts and Science and the Institute for the Physics and Mathematics of the Universe). In addition, he noted participation in the program by the cooperative staff at NAOJ and the Institute of Space and Astronautical Science (ISAS-JAXA) which together have provided a significant augmentation to personnel resources.

Student Population. The ERC received enrolment statistics for Undergraduate, Masters and Doctoral students since 2000. The ERC noted that student numbers have remained relatively stable over the last eight years as have the graduation success rate and the number of degrees awarded per year. The quality of the program continues to be maintained at a high level. The data do, however, show an unfortunate and continuing lack of female and international students and an overwhelming tendency of the students to remain at the University of Tokyo after graduation at the Bachelors or Masters level. Overall there appears to be little inclination for students to go overseas and correspondingly little interest on the part of overseas students in attending the University of Tokyo (data presented showed even fewer foreign students than females students).

Undergraduate Program Size. In regard to the undergraduate program, the DoA has succeeded in achieving a modest increase in the number of undergraduates by making special but temporary arrangements with the Department of Earth and Planetary Science thereby achieving an enrolment increase from the official 5 to the current 9-10 students per year. In consideration of the current staffing situation, the ERC recommends that the official number should be at least doubled.

At present there appears to be no astronomy component of undergraduate education in the “liberal arts” program for non-science students. The ERC suggests that such a program be considered as it might provide a valuable addition to the curriculum for non-science majors. It would also mesh with the University of Tokyo ’ s stated principle that “*At the undergraduate level the University of Tokyo will adopt a flexible system integrating diverse and specialized education on a wide-ranging liberal arts foundation*”

Student Financial Support. The DoA / IoA expressed concerns about the level of financial support available to students, noting that with the exception of Ph.D. students with JSPS awards, the available support fell well below living costs let alone the cost of tuition. The ERC received data showing the relatively high tuition costs and low financial support in Japan as compared to the rest of the world — a state of affairs that does not augur well for the future and which certainly mitigates against foreign students attending Japanese universities.

Overall, however, the ERC concluded that the DoA / IoA programs at all educational levels continue to maintain their traditional high quality. Indeed the ERC believes that the DoA / IoA continues to play a leading role in inspiring and educating the next generation Japanese astronomers.

2.3 Research The ERC heard presentations from faculty members at DoA and at IoA on most of their areas of research activity. It also received a report on the programs and developments at the Kiso Observatory. Because of time constraints it was not possible to listen to presentations on all fields of active research at DoA / IoA / Kiso although this was to some extent mitigated by the extensive reports provided in the “Booklet”. Overall the ERC was very positively impressed with the research being carried out within DoA / IoA / Kiso. The faculty members at DoA / IoA have selected their specific areas of research well, are clearly engaged in topics at the forefront of the field, and are contributing at a level having a strong impact at the international community. They are also making excellent use of Japan’s Inter-University Research Institutes. The following report focuses on those areas on which presentations were made to the ERC - beginning with those from the DoA.

Some Research Activities at the Department of Astronomy

R1. Galaxies, Clusters of Galaxies and Observational Cosmology. The group led by Professors S. Okamura and K. Shimasaku has made numerous seminal contributions to the study of high red-shift galaxies. Using the Subaru telescope and other instruments they have determined the luminosity function, star formation rates and clustering properties of galaxies in the red-shift range $3 < z < 6$ and have discovered the so far highest known red-shift object at $z = 6.96$. They have documented the so-called “down-sizing” effect in which the more massive galaxies complete their star formation first. They have also carried out studies of more local galaxies and

their environs and, together with colleagues at IoA, are participants in the Sloan Digital Sky Survey. Their plans for future work involve exploration of galaxies at still higher red-shifts using a variety of instruments both ground-based and in space.

R2. Theory of Stellar Evolution, Supernovae, Gamma-ray Bursts and the Origin of the Elements. This research group is led by Professor K. Nomoto (recently transferred to the Institute for the Physics and Mathematics of the Universe) and has led to deep insights into the physics of supernovae (especially Type Ia which are the basis for current understandings of (dark energy) and hypernovae, the probable origin of some Gamma-ray Bursts (GRBs). They have been pioneers in the use of multi-dimensional hydrodynamic simulations to study these and other dynamic phenomena and are following up with observational work to test their conclusions. The group has also done important work on initially extremely metal poor (population III) stars, the evolution of which is key to understanding of the process of “metal” enrichment in the early universe. Some of the group’s results were presented at the ERC meeting by Professor H. Umeda. Plans for the future involve studying the effects of rotation and magnetism in a number of these astrophysically very important phenomena.

R3. Infrared Astronomy and Laboratory Study. This effort, led by Professor T. Onaka, is focused on infrared observations from both space and ground-based telescopes to study the properties of interstellar matter in our Galaxy and in others close by. The group collaborates extensively with others both within Japan (IoA, ISAS, NAOJ, Ibaraki University.) and overseas (Korea, Europe and USA) and is involved in constructing hardware as well as in observation and analysis. Onaka was PI of IRTS, the first Japanese infrared space telescope, for which the Tokyo group developed the cryogenically cooled telescope and the mid-IR spectrometer. The instrument yielded important results on the mid-IR emission bands. More recently, the group has been heavily engaged in the AKARI project (formerly ASTRO-F). This ISAS/JAXA mission, which involves many international collaborators, is built around a cryogenically cooled SiC 0.68m Telescope developed by the U. Tokyo/ISAS group and was launched in 2006. It has successfully carried out an all sky survey at wavelengths between 9 and 160 microns and pointed observations with two focal plane instruments (one, the IRC, developed by the U. Tokyo group) until the liquid Helium boil off in August 2007. Akari is now operating only near infrared

instrument with the mechanical cooler. Professors Onaka and I. Sakon provided a sampling of AKARI results at the ERC meeting. These included a 9 micron all sky map, evidence of several new circumstellar disks, imaging of the Large Magellanic Cloud, new results on water/carbon dioxide ice in YSOs in the LMC and new data on dust formation around SN2006jc. The group has ambitious plans for future involvement in the SPICA project, a 3.5m cooled space telescope to be launched in 2017.

Some Research Activities at the Institute of Astronomy

R4. Progress from the last external review. Professor Yoshii provided the ERC with an overview of progress made at IoA since the 2002 ERC report. He first gave a short history of the IoA since its establishment in 1988, following the formation of the NAOJ from the Tokyo Astronomical Observatory. The mission of the IoA is: (1) observational research and education in astronomy; and (2) development of astronomical instruments. The research activities at IoA are organized into three basic areas (see below for reports) namely (a) Galactic and Extragalactic Astronomy; (b) Stellar Astrophysics; and (c) Radio Astronomy. In addition, the Kiso Observatory operates under IoA management. There is considerable collaboration with other groups especially the DoA and NAOJ. Particularly noteworthy accomplishments related to the MAGNUM (on Haleakala, Hawaii) and ASTE (on Pampa la Bola, Chile) projects

Professor Yoshii provided a list of instrumentation developments undertaken for the four areas into which IoA is organized. Each of the research teams has overseas collaborations, especially the Galactic and Radio groups. The ERC was impressed with the obviously strong working level cooperation among the various groups at Mitaka and with DoA and ISAS.

Professor Yoshii briefed the ERC on staffing changes at IoA since its establishment in 1988. In the meantime there has been a substantial renewal of staff at IoA while maintaining approximately constant numbers. A similar analysis at Kiso shows a

Finally the ERC reviewed data on the non-personnel funding of IoA, showing a rather modest but relatively stable level of basic funds. These are augmented by generally larger but more strongly variable grant funds and occasional modest fund-

ing from other institutes. The TAO project began to have a significant impact in 2007. Donor funding showed a peak associated with the MAGNUM telescope project and is anticipated to recommence at a significant rate with TAO

R5. Galactic and Extragalactic Astronomy. The impressive body of recent work by this group was presented by Professor Doi and is focused on quasars and supernovae. The IoA program is thus highly complementary with that of the DoA Extragalactic Astronomy group and permits an excellent coverage of extragalactic research for students at the University of Tokyo. We comment only on a few highlights here.

The MAGNUM telescope has been used by Professors Yoshii, Minezaki and colleagues to establish a correlation between the optical luminosity and the time interval between changes in primary optical and secondary infrared emission which arises from the distance at which the AGN dust torus can form. This in turn has implications for the cosmic distance scale. The remotely operated MAGNUM telescope has also produced important data on high red-shift GRB afterglows and multi-color spectral broadband supernova light curves.²

A second program (Professors Doi and Motohara) is part of the Supernova Cosmology Project and has used the Subaru and other telescopes to identify supernovae and to study their light curves. The same data set yields multiple faint variable objects, principally AGNs, which can be studied with the new 15 channel spectrophotometric CCD imager.

Professor Kawara and colleagues are studying the relative abundance Fe/Mg as a function of red-shift (cosmic time). They find that the Fe II remains strong even at high z contrary to initial expectations based on supernova lifetimes. Kobayashi and colleagues maintain an active program of QSO absorption line studies focusing on the NIR region at wavelengths 1.0-1.35 microns. A new higher resolution echelle spectrometer (WINERED) operating in this wavelength range is under construction for this purpose.

Finally the group has active collaborations with members of DoA in both galaxy evolution and supernova spectroscopy.

²During the presentation, the ERC learned that the MAGNUM telescope would have to be moved from its Haleakala site next year when its lease expires. Apparently the University of Hawaii host wishes to use the site for another purpose. IoA is considering moving MAGNUM to Chajnantor, Chile.

R6. Radio Astronomy. Professor Kohno reported on the work which he and Professor Handa are carrying out, focusing on research in progress with ASTE and preparations for ALMA. The 10m ASTE has started its science operations in 2004 and can be operated remotely at its 4869m Atacama site. It has been conducting a large scale CO (J=3-2) imaging survey of nearby galaxies in order to compare its results with CO (J=1-0) data with the NRO 45m, placing constraints on mechanisms of star formation. The group has also collaborated with the University of Massachusetts to implement the AzTEC 144 pixel bolometer camera (at 230GHz). It has used this instrument to carry out a deep search for sub-millimeter galaxies (SMGs) and has achieved remarkable success with over 300-400 detections. By comparing with AKARI data, the group was able to conclude that most of the galaxies were at $z < 2$. ASTE publications are now appearing at an accelerating pace. On the ALMA front the group has been demonstrating ALMA 230 GHz receivers using a test 60cm telescope. It is also involved in developing state-of-the-art THz receivers based on NbTiN junctions. Given the small size of the group, the ERC was very impressed with its accomplishments and its ambitious plans for the future. While the 2002 ERC goals of increasing effective use of ASTE and becoming more involved in ALMA have been realized, augmenting the group size has not.

R7. Stellar Astrophysics. Professor Kobayashi reported progress on behalf of his colleagues Professors Nakada, Tanabe, Tanaka and Miyata (IoA). The group is working on several projects using a range of telescopes and observing wavelengths. Nakada and Tanabe are studying NIR variables in the Magellanic Clouds and in globular clusters using the IRSF 1.4m (Nagoya) telescope in South Africa. They have discovered a new Mira sequence and a new Period-Ks relation for Type II Cepheids through RV Tau stars. Tanaka and colleagues are using the 1.5m IR simulator telescope (now at Hiroshima University) to study mass loss phenomena in stars using the NIR echelle spectrometer (NICE). The Miyata group is using Subaru/COMICS to study fossil dust emission in the environs of planetary nebulae, suggesting that SiC grains survive for longer than predicted (also true of CO molecules). Kobayashi and colleagues are studying star formation in the extreme outer regions of our Galaxy and have detected embedded clusters at distances exceeding 18kpc and in regions of sub-critical density.

R8. Kiso Observatory. The Kiso Observatory was established in 1974 and provides a useful, relatively dark and reasonably close venue for research, experimentation, education and outreach. It now has a 3 person local staff under Professor Kobayashi's direction and is operated out of IoA with assistance from Professors Kobayashi, Doi and Miyata. The base operating budget is \$0.3M/year and it has a 1.05m Schmidt telescope with a 2K x 2K CCD. The facility is used for research in a "common-use" mode attracting some 20-30 research programs per year from around the country, resulting in 5-10 papers per year. The site is increasingly active in public education and outreach with programs for university and high-school students, making KISO one of the the most active astronomical outreach sites in Japan. The IoA/Kiso management proposes to continue mixed operations, retaining the "common-use" style for research, upgrading the CCD to 8K x 8K format (16 times the area) and enhancing the education and outreach programs. The ERC supports this plan

R9. Summation. The ERC recognized that the presentations covered only a sample of the broad research programs but these were sufficient to demonstrate that the staff at DoA and IoA are engaged in forefront topics at the international level. There is no doubt that the DoA / IoA are having a strong impact on the international astronomical community.

3.0 The Tokyo Atacama Telescope (TAO) — A major new initiative.

3.1 Overview. At its December 2001 meeting, the ERC learned initial plans for a University of Tokyo 6.5m infra-red optimized telescope at Cerro Chajnantor, a 5600m peak near the ALMA site in Chile. The Tokyo Atacama Observatory (TAO) telescope would, because of its location, provide unique capabilities at mid-infrared wavelengths and would provide enhanced performance over the entire IR range to beyond 30 microns. This ambitious concept was encouraged in the 2002 ERC report to move the project ahead by carrying out further studies and investigations; these included refinement of scientific goals, more detailed documentation of site conditions, further consideration of telescope and instrument designs, development of institutional collaborations, and assessment of financial resources and appropriate man-power.

At the July 3rd / 4th meeting, the 2008 ERC received a comprehensive status report on the TAO/Chajnantor program from Professor Doi. Additional information was

then provided in a follow up meeting on the second day afternoon by Professor Yoshii. From these reports it was clear to the ERC that the 6.5m telescope at the TAO site is viewed as the anchor telescope for the University of Tokyo in Chile. Moreover, it would be accompanied by other telescopes, including the 1m mini-TAO telescope now almost ready for installation and, possibly, a relocated MAGNUM telescope. It is also possible that other institutions/projects might locate at the Cerro Chajnantor site, for example the CCAT project (25m sub-millimeter telescope) of Cornell University and Caltech. There have also been encouraging developments in identifying private sources of funding for the TAO. With this evolution it appears that the University of Tokyo may be poised to develop its observatory in a manner modeled after Caltech 's Palomar Observatory or, perhaps still more appropriately, Carnegie 's Las Campanas Observatory. Given the benefits these institutions have derived from their investments, this is indeed an exciting prospect. Although the situations are different from those around U.S. universities, the ERC supports this new approach to project planning and implementation in Japan.

3.2 Progress Report. A brief summary of the progress made in regard to TAO and Cerro Chajnantor is provided below, as derived from Professor Doi 's presentation.

Access. This has been improved enormously with the construction of a road, completed in May 2006, from the ALMA plain to the summit. With vehicular access now possible to the summit, it has become possible to install both weather and seeing monitoring equipment and a solar power generator. Together these mark a huge step forward. The road has also facilitated the access of other potential users, for example the CCAT project. (Note that agreements with other potential users of the site are the purview of the Republic of Chile, taking into account, of course, the interest of TAO.)

Site Characterization. While satellite studies of Cerro Chajnantor were started in 1993 and measurements from the Chajnantor Plateau have been in progress since 2001, in situ measurements have been accomplished only since 2006, when weather and cloud monitoring equipment and a DIMM seeing monitor could be installed at the summit. These instruments have provided confirmation of the excellent qualities of the site in regard to clear skies, low water vapor and good seeing (not statistically different from other Chilean sites as expected once the atmospheric

effects are dominated by high altitude turbulence). Wind speeds are typically 10 m/s (36 kph) but winds above 20 m/s are very rare. Some additional care may be needed in telescope and enclosure design for operations in typical conditions. The expected transparency provides strong encouragement for observations extending beyond 30 microns under the best conditions and with superb transparency below 25 microns even in median conditions. Indeed it appears that the Paschen alpha line at its rest wavelength of 1.87 microns will be observable from the site.

Mini-TAO (1m pilot telescope). The IoA has wisely decided to install a 1m pilot telescope at the site in order both to gain experience in working and operating at the site and to demonstrate the excellent site characteristics for IR observations. To that end, Mini-TAO telescope has been constructed by the Nishimura Co., Kyoto, Japan with funding through a JSPS grant. It is approaching completion at the plant and will hopefully be installed at the site in late 2008 or early 2009. In the meantime, two instruments are approaching completion namely: (a) the ANIR (Atacama Near-InfraRed) camera with a Hawaii2 and filters for Y, J, H, K, Paschen alpha (on and off) and Paschen beta; and (b) MAX38 a MIR camera for the wavelength range 10-38 microns, based on a 128x128 Si:Sb array and giving a 3.2 arcmin x 3.2 arcmin field of view. Both instruments are being tested at the “Kanata” 1.5m telescope of the Hiroshima Observatory and will be sent to Chile in early 2009.

The TAO 6.5m Telescope. As currently conceived the TAO is based on the Magellan telescope design with a 6.5m f/1.25 honeycomb primary mirror and an undersized adaptive secondary system providing a final f/15 focus. The TAO telescope would have three foci - two Nasmyth foci assigned respectively to a facility NIR instrument and an optical/visitor instrument and one Cassegrain focus for the facility MIR instrument. The telescope can thus be optimized for thermal infrared use beyond 2 microns and retain flexibility in operation.

Basic design information for the telescope and enclosure are being provided by the Magellan project but detailed design will be undertaken by the construction company selected for the task. Discussions have taken place with the Arizona Mirror Lab about providing the primary mirror and can proceed assuming that private funds become available as expected. Arizona will also assist, if needed, with the mirror support system and the adaptive secondary based on its experience at the MMT and LBT.

Site and Operations Arrangements in Chile. The IoA has performed very well in his relationship with the Chilean authorities regarding both the operations of University of Tokyo in Chile and the arrangements for the use of the site at Cerro Chajnantor.

For its operations in Chile, the University of Tokyo has signed an agreement of collaboration with the Universidad de Chile, which resulted in an official decree of the Ministry of Foreign Affairs, published in the Diario Oficial de la Republica de Chile on 3 April 2007, allowing operation of the University of Tokyo in Chile subject to special benefits and prerogatives.

Regarding the use of the site, IoA-UT has asked in due time for all needed authorizations from CONICYT (Consejo Nacional de Ciencia y Tecnologia, Republica de Chile), present holder of the land concession. IoA-UT has presented to CONICYT all the requested information in a timely manner, as well as reports of the activities both for the road construction and for the installation of mini-TAO.

The presence of IoA is also well perceived by the local communities in San Pedro de Atacama. The IoA representatives and scientists have made a good impression by inviting the local authorities to visit the site, as well as sharing important events, like the ceremony for the opening the road. It has become clear that UT has already purchased the land for the operation center of TAO/min-TAO, in the nearby town of San Pedro de Atacama, and that the construction of the center building is planned in the near future.

Instrumentation. The science priorities for an IR optimized telescope were enumerated at the 2001 ERC meeting and have, of course, evolved somewhat in the meantime. A new scientific focus for the MIR is the evolution of dust disks and pre-planetary systems, a focus re-enforced by the AKARI results noted above and results from Spitzer and Subaru. The IoA is therefore planning to construct, in collaboration with ISAS, a MIR high resolution camera and spectrograph to cover the wavelength range from 8-38 microns using Si:As and Si:Sb detector arrays and arranged to exploit 1 arcsec resolution at 38 microns. For the near infrared, IoA is planning to construct, in collaboration with NAOJ, a wide field multi-object spectrograph for the 0.9-2.5 micron band to exploit the superb transmission of the atmosphere at these wavelengths and the high spatial resolution provided by the adaptive secondary system. Among the scientific drivers is the study of galaxies

at medium red-shift ($z=1-3$) to probe the evolution of “ordinary” galaxies. The ERC considers the instrumental plan well conceived and commends the decision to implement only a small number of facility instruments. This approach is both cost-effective and practical given the likely difficulty of operations at the high elevation site.

TAO and the Japanese Astronomy Community. In 2002, the ERC recommended a stronger interaction with the Japanese astronomical community than appeared to be the case at the time. The 2008 ERC is pleased to note the generally positive approach to TAO of members of the DoA and other Tokyo-based personnel with whom it met during its visit to Mitaka. It also noted the involvement of Hiroshima Observatory, ISAS and NAOJ in the instrument development for both mini-TAO and the latter two organizations in TAO instruments. The plan to make 40% of the TAO observing time available to other research institutions is a very important positive development and is strongly endorsed by the ERC.

The TAO Project — Organization and Style. This project represents a significant departure from normal international practice for constructing and operating large telescopes and is more closely akin to the university-style telescope developments in the U.S.A. Recent examples of the latter are the Hobby-Eberle Telescope, the MMT and, perhaps most relevant, the Magellan project. The latter resulted in two 6.5m telescopes at Las Campanas, Chile, funded through non-government sources from five participating institutions and constructed through a relatively small but extremely competent Carnegie-based project office staff that was free to make decisions without elaborate formal consultation. The Magellan project was completed under budget — albeit not on the initial schedule. Like Magellan, the TAO is a major undertaking that will require its own project office, presumably at Mitaka, but, given its presumed largely private funding, can and should proceed in a similar manner if it is to achieve its goals. The TAO project, both in construction and operation, will be different from the normal Professor-based research group, with which it can co-exist at the University of Tokyo much as it does at the Carnegie Observatory, Steward Observatory, Palomar etc. The presence of such a university-scale project at the University of Tokyo, will also have a profound effect long term on graduate students who will be able to participate in major observatory developments during their studies.

4.0 Summary of Findings and Recommendations

4.1 General. The ERC was very positively impressed with the overall DoA / IoA program in both education and research and with the collegial atmosphere in which it is being conducted. The ERC is also pleased to see the substantial progress in regard to the TAO project, which will give the University of Tokyo program a truly unique and internationally significant major long term focus. The University of Tokyo program exists in a global setting in which international interest and involvement in astronomy and astrophysics is growing rapidly. The ERC therefore urges that support for the DoA / IoA program be continued and strengthened. In the current global context, a program that is currently at the forefront will quickly be left behind unless it receives continued investment. In this sense, the ERC supports further efforts for additional funding from the Government (the Monka-sho) to construct innovative TAO instruments which are crucial in gaining success of the project.

4.2 Education

On the basis of the materials provided and presentations made, the ERC:

- Believes that the DoA and IoA have been playing a leading role in inspiring and educating the next generation of Japanese astronomers. The quality of the academic program is high on the international scale.
- Encourages the university to increase the number of the undergraduate astronomy students from the current formal number of 5 per year to at least 10 per year in consideration of staff 's capability and growing demand from potential students.
- Supports the efforts of DoA / IoA to improve the instruction of graduate students in instrumentation.
- Suggests that consideration be given to the introduction of a general astronomy course for non-science students within the liberal arts curriculum.
- Considers that the financial support for graduate students, especially in the Masters course, is not sufficient and needs to be augmented. Correction of this problem might generate more interest on the part of foreign students in doing graduate studies in Japan. (The ERC understands that current Japanese government policy has resulted in the least favorable ratio of tuition fees to financial support world-wide — at least from the student perspective.)

- Finds the English language capability of the graduate students to be inadequate given that English has become the international language of scientific communication in astronomy and astrophysics. Since the international astronomical research literature is overwhelmingly published in English, the ERC suggests that steps to be taken to improve this situation for the benefit of the students, perhaps by conducting journal clubs or similar meetings in English.

4.3 Research

After reviewing the research program, the ERC:

- Concludes that DoA / IoA faculty members have generally chosen excellent research fields in which to work and are contributing at a level that is having a strong impact internationally.
- Is impressed with the mutual collaboration among members of the DoA, IoA, NAOJ and ISAS (also with RCEU, IPMU etc) despite the geographical and institutional fragmentation that exists among them.
- Encourages continued development of further synergies with Physics, Chemistry and Biology, and suggests that consideration should be given to developing fields of astrochemistry and astrobiology.
- Believes that the program of instrumental development is of high quality and that the resultant instrumentation is generally being exploited in a scientifically productive way.
- Is impressed with the achievements made at ASTE within the last 3-4 years despite the relatively small staff working in this area. It notes especially results with the bolometer array obtained in collaboration with UMass and the much increased involvement with ALMA, working with NAOJ. (This success more than satisfies the recommendations of the 2002 ERC report and calls for more support for this area.)
- Supports the plan to continue scientific work at Kiso Observatory, especially if the new larger format CCD can be implemented soon. It also strongly supports the expansion of the public education and outreach program at Kiso and suggests that ways be investigated to raise more funds for the purpose — including contributions from scientifically oriented corporations and payments by visiting members of the public.

4.4 Future Plans — The Tokyo Atacama Observatory (TAO).

The ERC heard extensive presentations on the TAO project and:

- Recommends the TAO project (and in particular its 6.5m infrared optimized telescope) as a valuable scientific project providing a unique capability to the Japanese and world-wide astronomical community.
- Considers the site and telescope to be uniquely suited for the stated scientific goals.
- Realizes that site development has been proceeding successfully as have the relations with the host country, Chile, and that they intend to operate the TAO as far as possible remotely in the way in which this has been accomplished at MAGNUM and ASTE.
- Considers the step-by-step development approach, beginning with mini-TAO and associated instruments and potentially incorporating a relocated MAGNUM telescope to be appropriate.
- Is impressed to learn that TAO is being organized with an innovative strategy in regard to financing from the construction phase to initial operation. The TAO team recognizes that success will depend on assembling a lean, highly competent and dedicated core group to steer the project to fruition.
- Still has some concern about the heavy burden represented by the TAO 6.5m project even for the very active DoA / IoA team. In this regard, the ERC recommends that the team should consider reinforcing its capabilities, especially in the areas of project management and telescope engineering.
- Recommends that the TAO 6.5m team make use of appropriate external consultants and arrange regular progress reviews by outside experts.
- Notes that the TAO project has achieved enhanced status by providing more detailed goals and specifications of the TAO 6.5m and its instrumentation and by involving the Japanese astronomical community; both of these steps were recommended by the 2002 ERC report.
- Suggests continued efforts be made to broaden cooperation with and involvement of other organizations and institutes on an inter-university basis, especially in the areas of scientific collaboration and instrument development.
- Acknowledges the synergies of TAO with ASTE and ALMA in the southern hemisphere and the complementarity of TAO with Subaru in providing large telescope coverage of both hemispheres.
- Encourages efforts to collaborate with other universities from Japan at the University of Tokyo research facilities in the TAO/Chajnantor site.

4.5 Administrative/Financial Matters

Although it acknowledges that it could not, in the short time available, fully understand the role of MEXT, the implications of the Corporation Law or the administrative structure of the University of Tokyo, the ERC:

- Is concerned about the continuing budget cuts and the consequent reduction of staff numbers. This seems inappropriate at a time when basic science including astronomy and astrophysics is expanding internationally. It is especially difficult for an already relatively small (but very productive) group such as DoA / IoA. The Committee requests the School of Science to take some positive measures in regard to this matter.
- Is satisfied with the successful efforts made by DoA / IoA in securing financial support through competitive external funding sources. (This is a case when reduction of staff leads directly to loss of research income).

5. Acknowledgements

The ERC wishes to thank Professors Onaka and Yoshii and their respective colleagues and staff members at DoA and IoA for their great and very effective efforts in preparing the materials and presentations for this review. The meeting and interactions with individuals proved to be a very enjoyable and instructive experience for the committee. ERC members (especially those from overseas) also acknowledge the very courteous assistance they received in making arrangements for travel and lodging. The ERC is glad to have been able to serve in this capacity and earnestly hopes that this report will help the DoA and IoA continue on their path toward ever greater success in astronomical research and education.



図 5: miniTAO 望遠鏡完成を記念してチリ郵政局より発行された記念切手, 小型シート, 封筒.

付 録 B 協定

我々は現在までに、本計画を進めるために他の研究機関と以下の協定を結んでいる。それらの概要と協定書の写しを掲載する。

図 B.1 チリ大-学術交流に関する協定書

図 B.2 チリ大-学術交流協定の更新書 (2008 年)

図 B.3 チリ大-学術交流協定の改訂書 (2009 年)

図 B.4 チリ大-天文学研究における科学協力に関する合意書

図 B.5 アリゾナ大-学術交流に関する協定

図 B.6 アリゾナ大-学術交流協定の更新書 (1992 年)

図 B.7 アリゾナ大-学術交流に関する協定 (2002 年)

図 B.8 アリゾナ大-学術交流に関する協定 (2007 年)

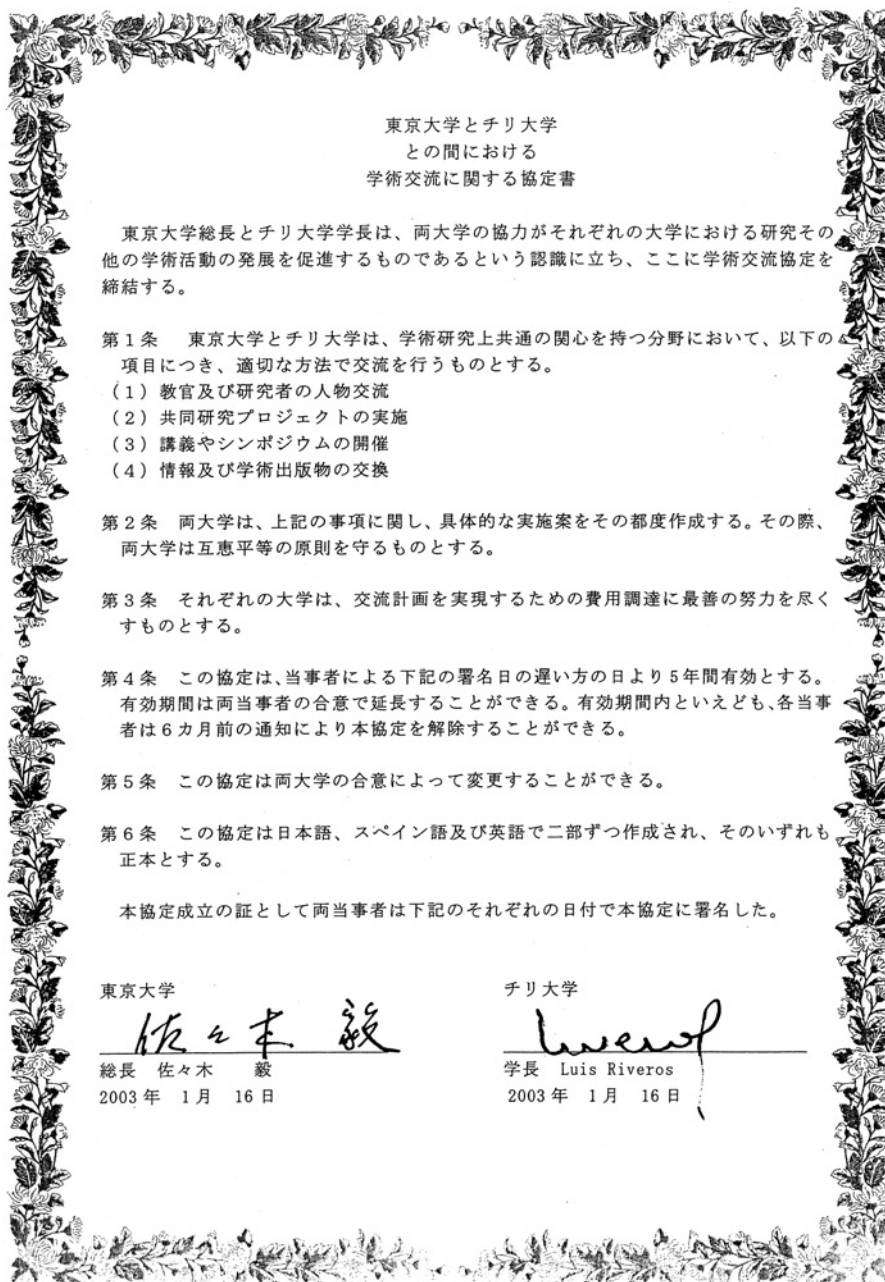


図 B.1: 東京大学とチリ大学間の学術交流に関する協定書

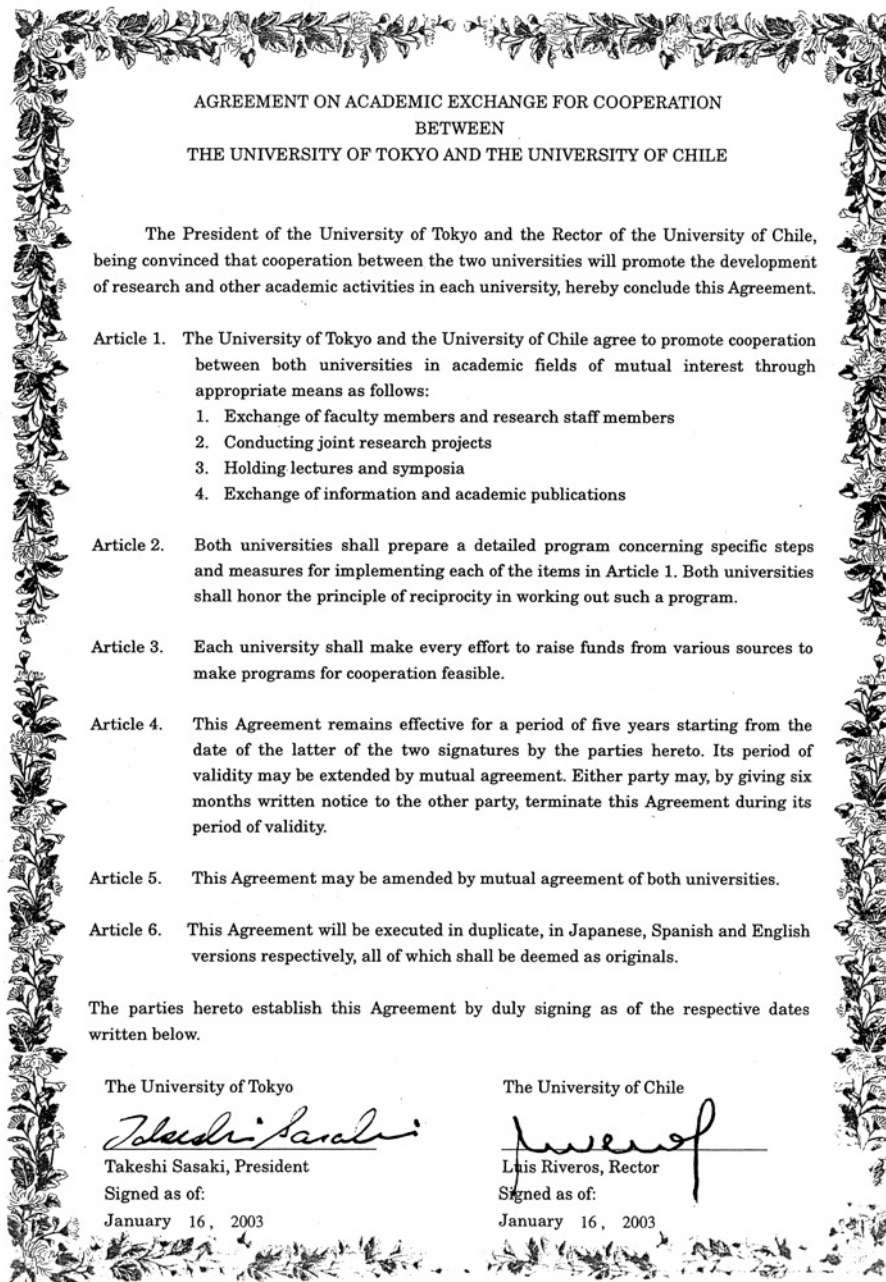


図 B.1: 英語版

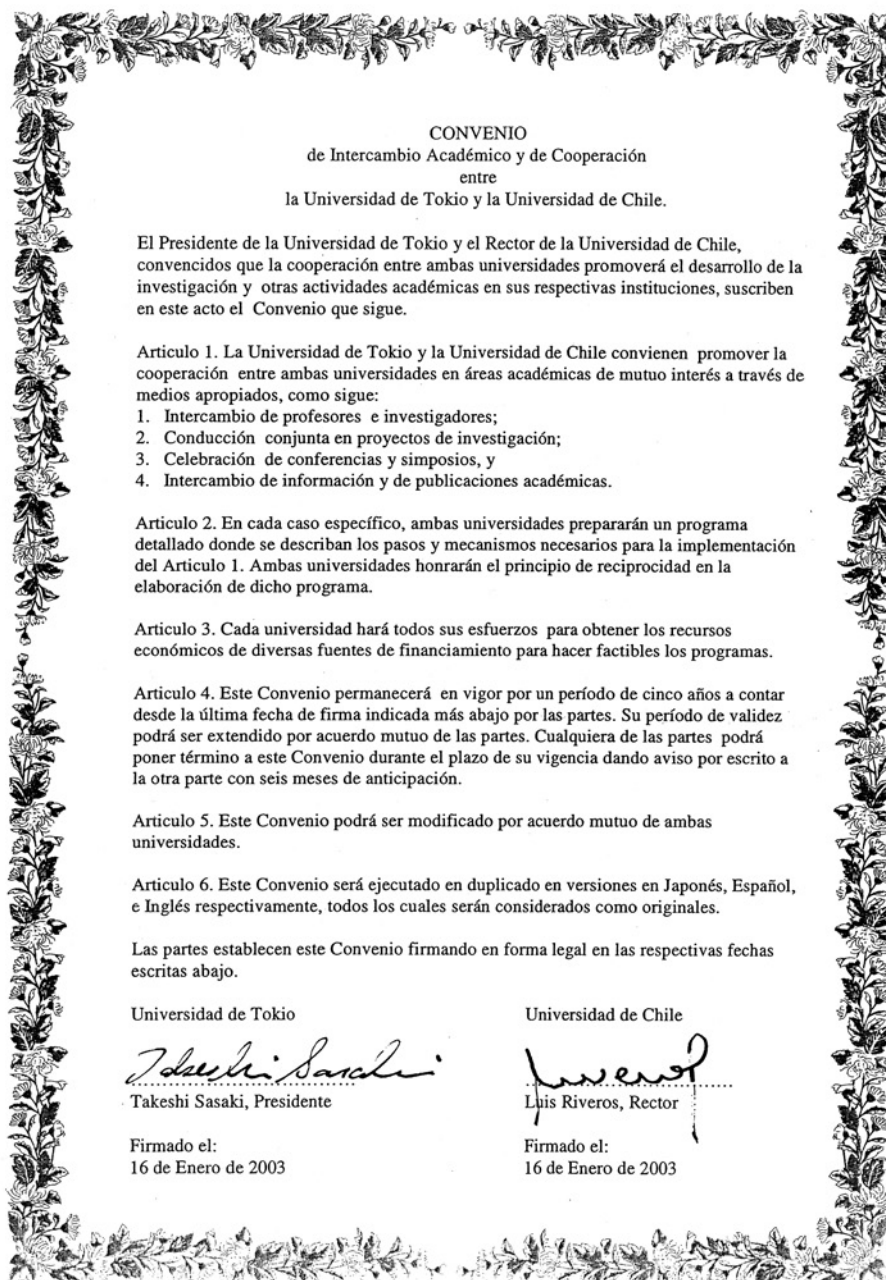


図 B.1: スペイン語版



図 B.2: 東京大学とチリ大学間の学術交流協定の更新書 (2008 年)



図 B.2: 英語版



図 B.2: スペイン語版



図 B.3: 東京大学とチリ大学間の学術交流協定の改訂書 (2009 年)

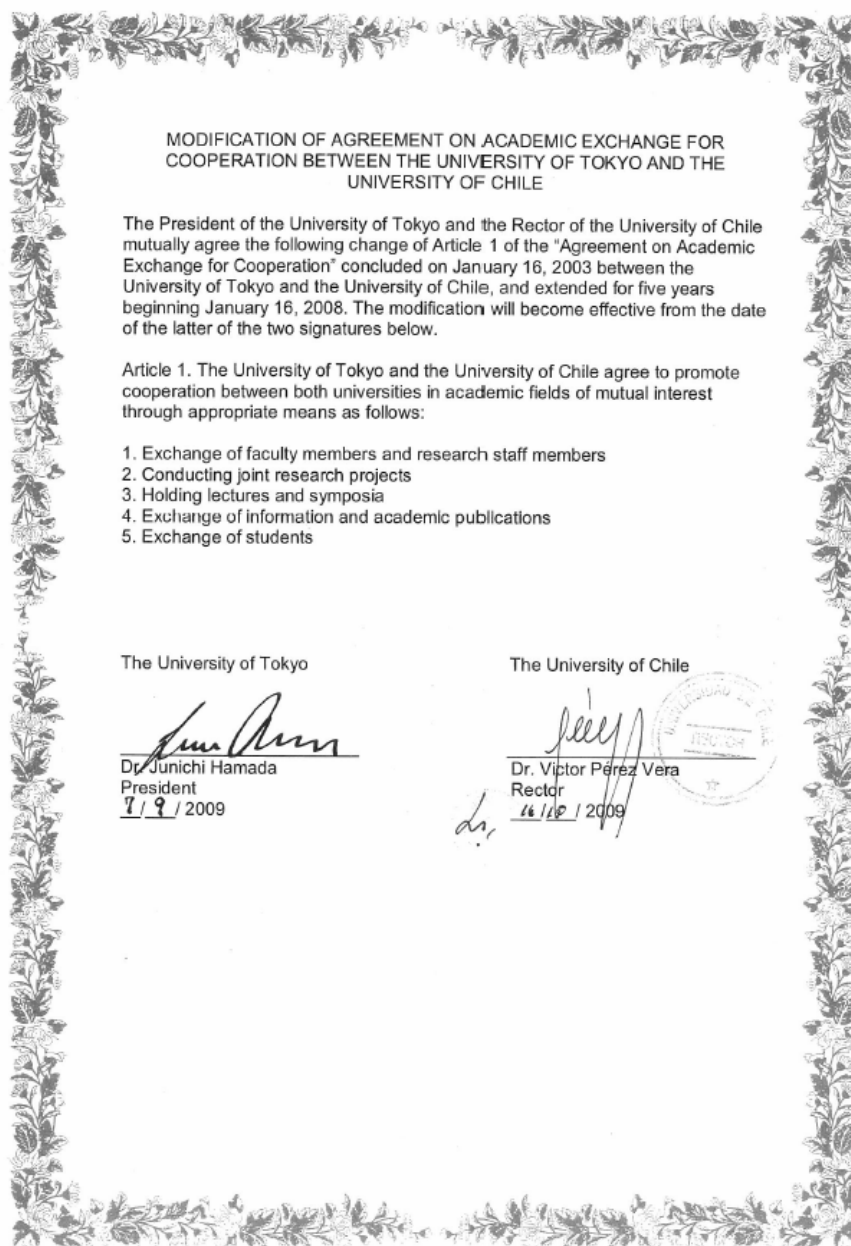


図 B.3: 英語版



図 B.3: スペイン語版

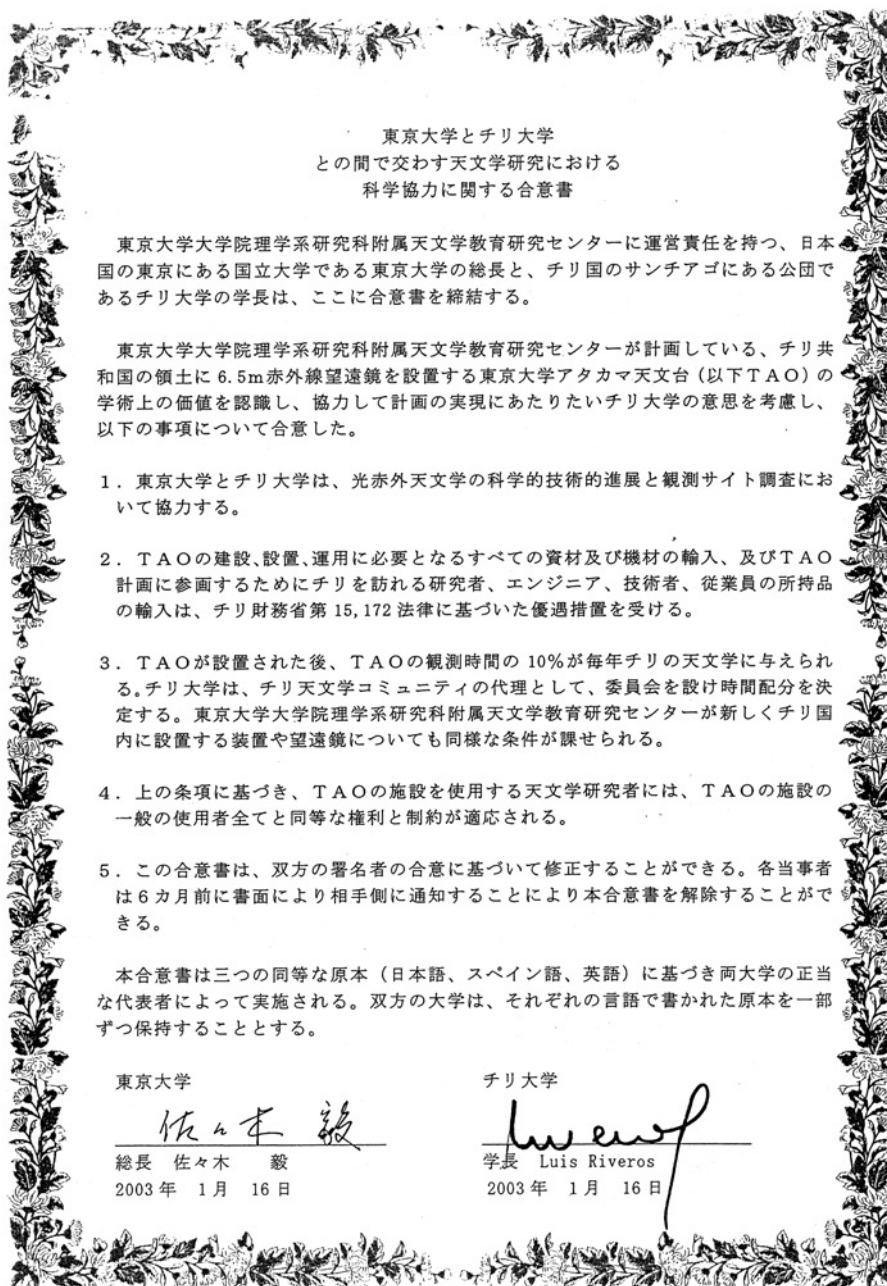


図 B.4: 東京大学とチリ大学間で交わす天文学研究における科学協力に関する合意書

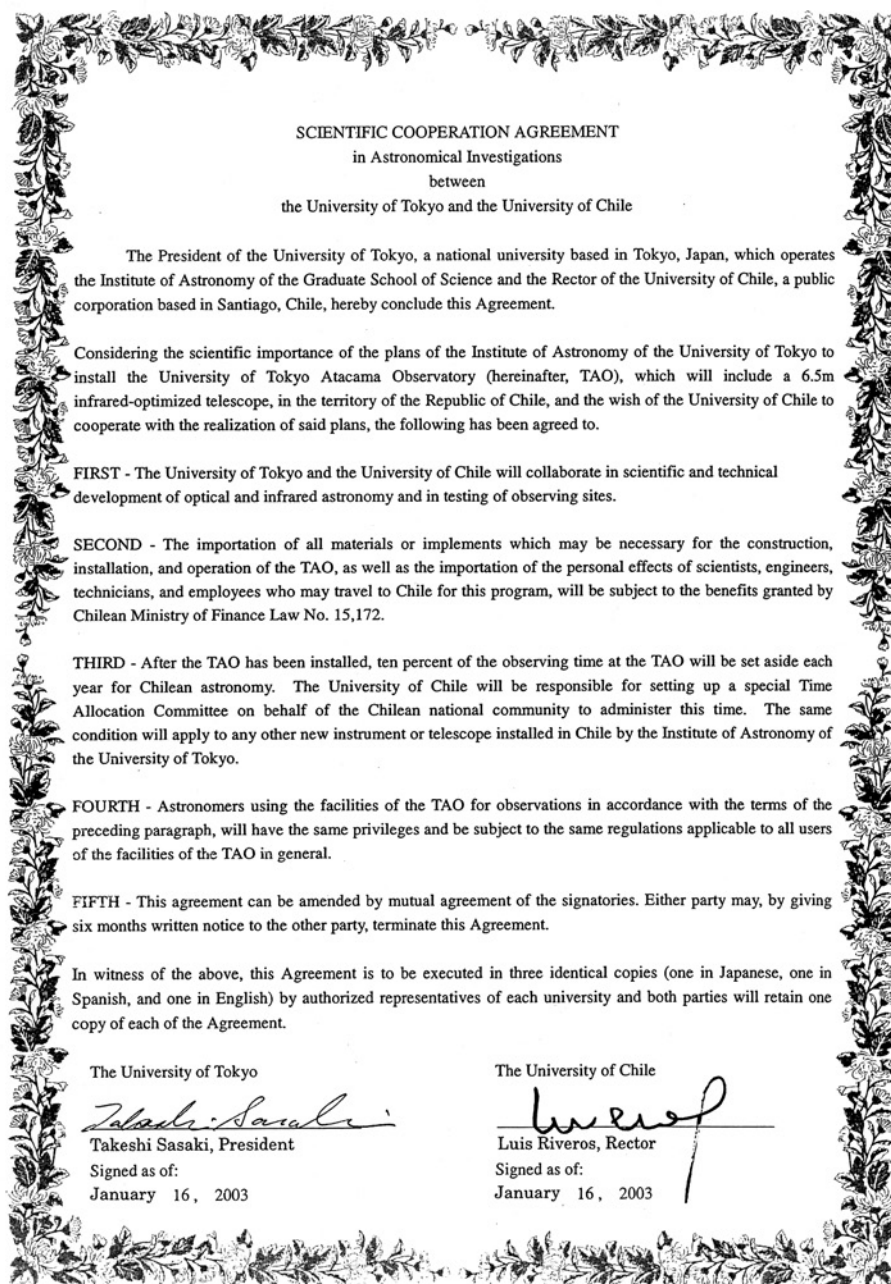


図 B.4: 英語版

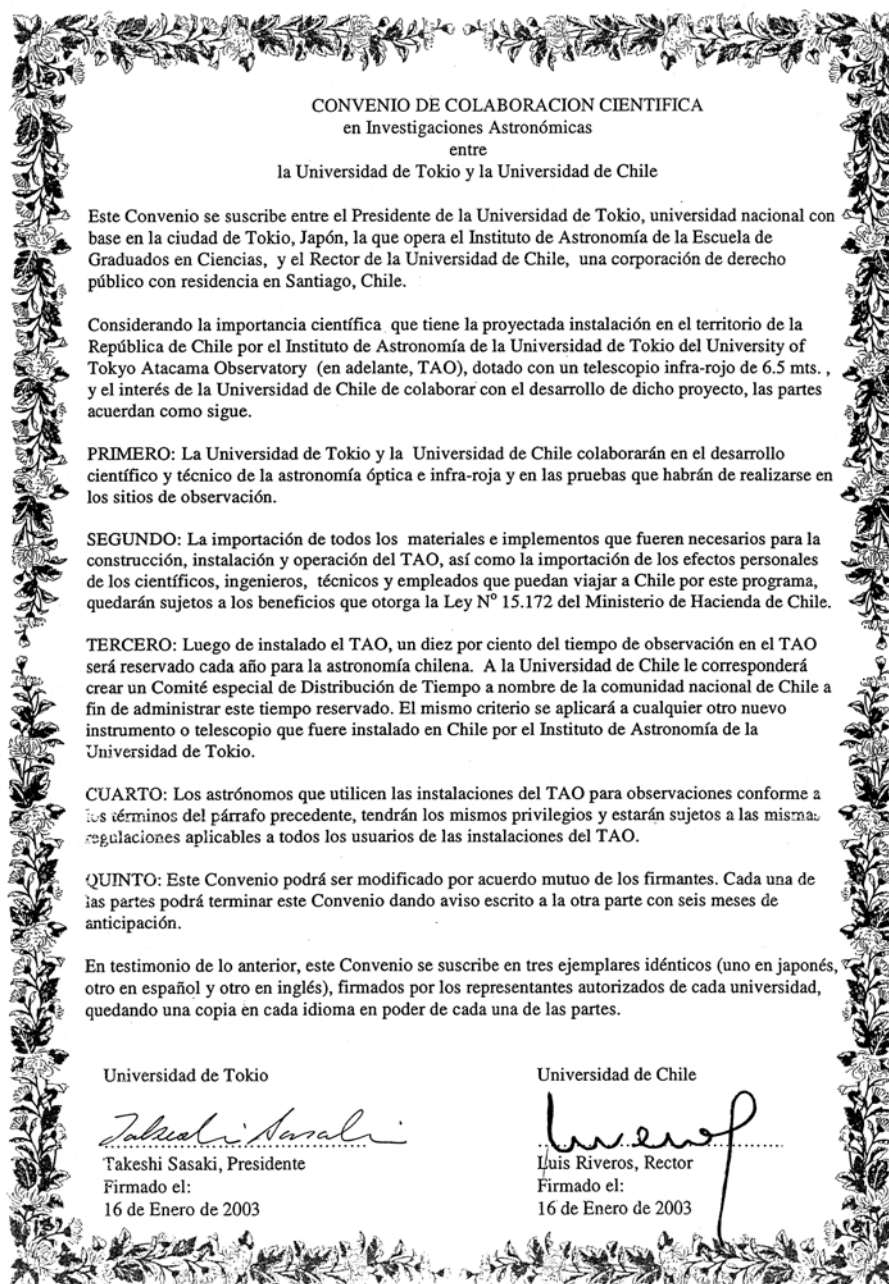


図 B.4: スペイン語版

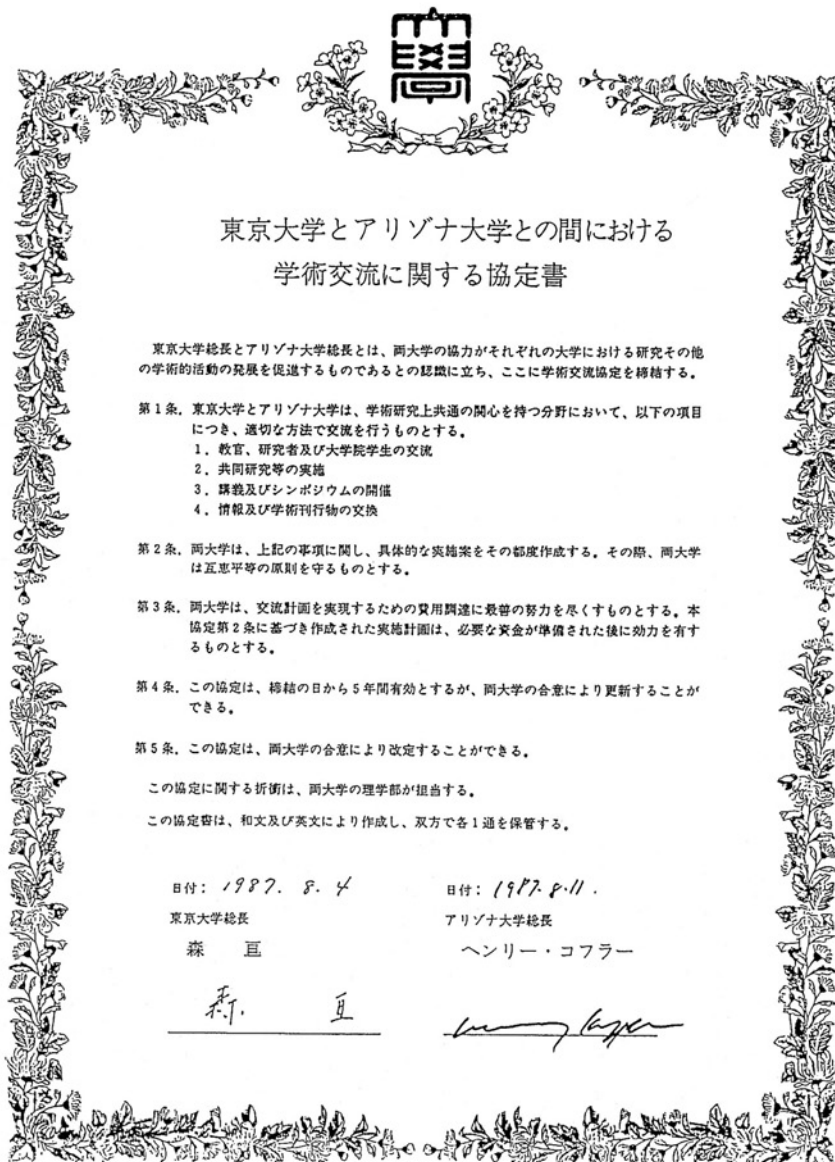


図 B.5: 東京大学とアリゾナ大学との間における学術交流に関する協定書

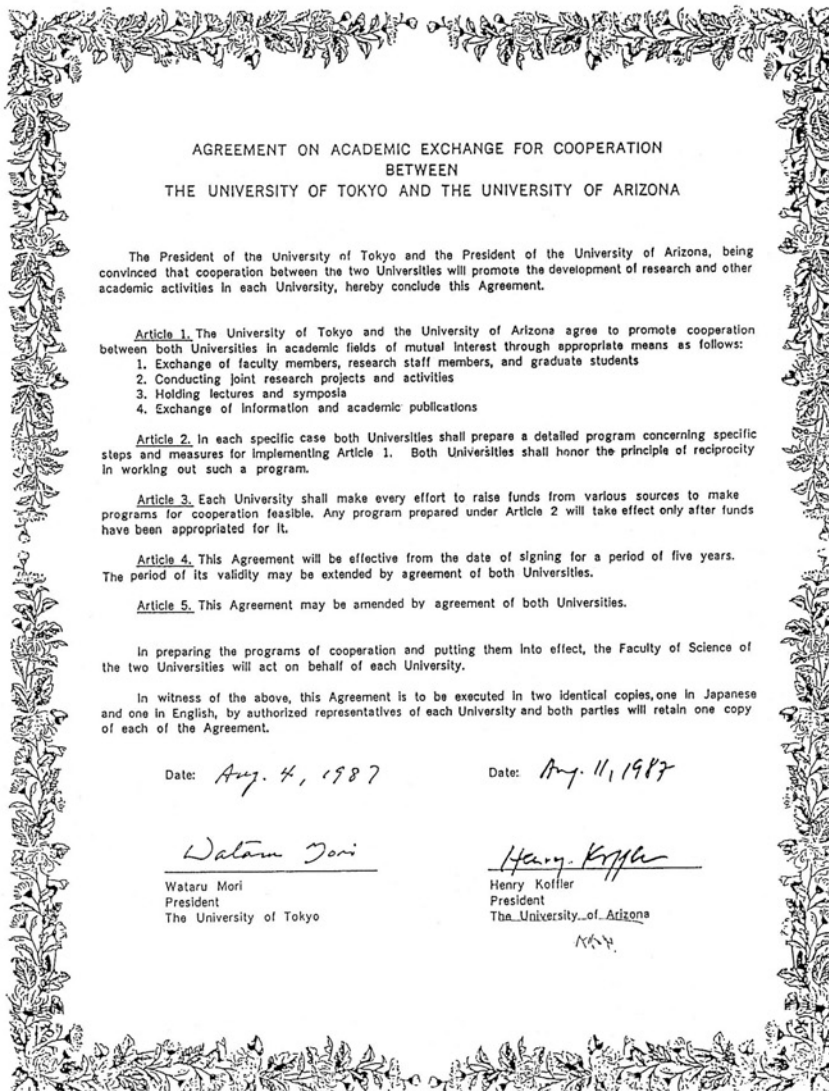


図 B.5: 英語版



図 B.6: 東京大学とアリゾナ大学との間における学術交流協定の更新書 (1992 年)

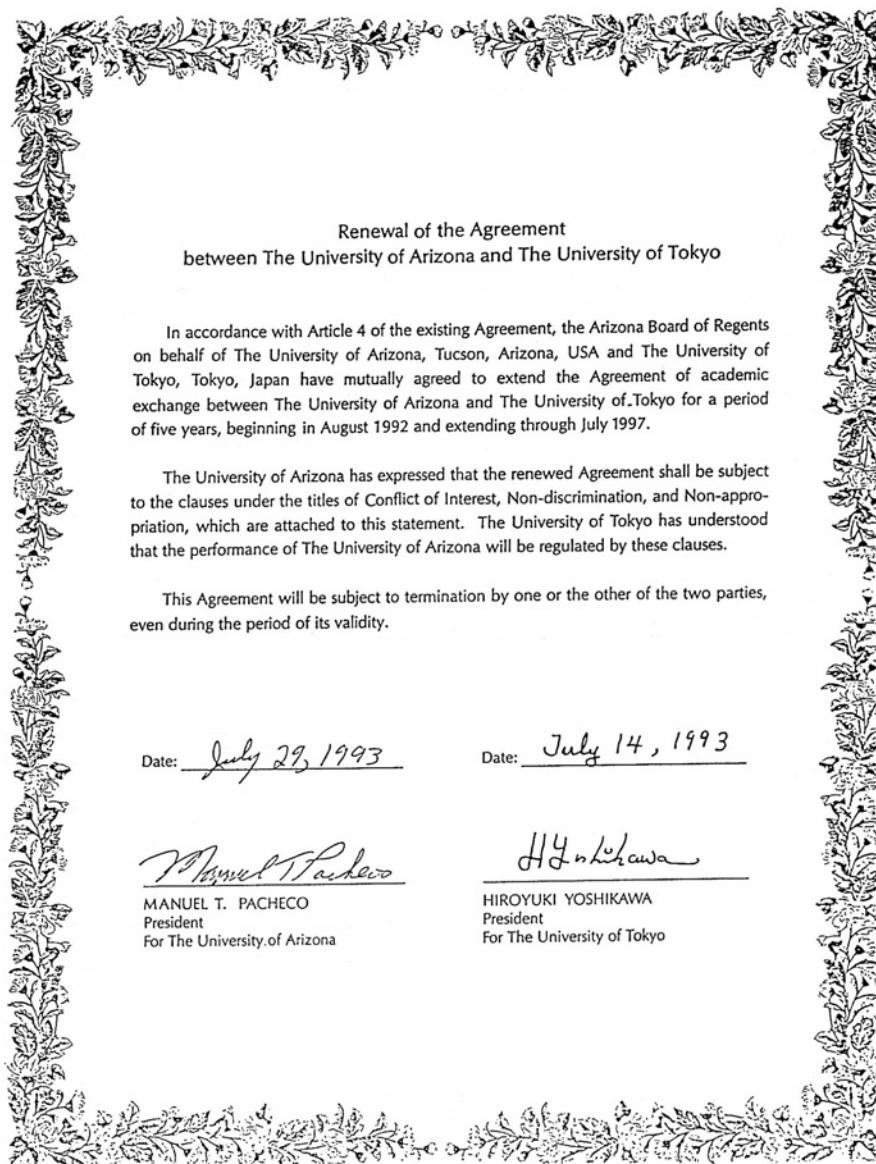


図 B.6: 英語版

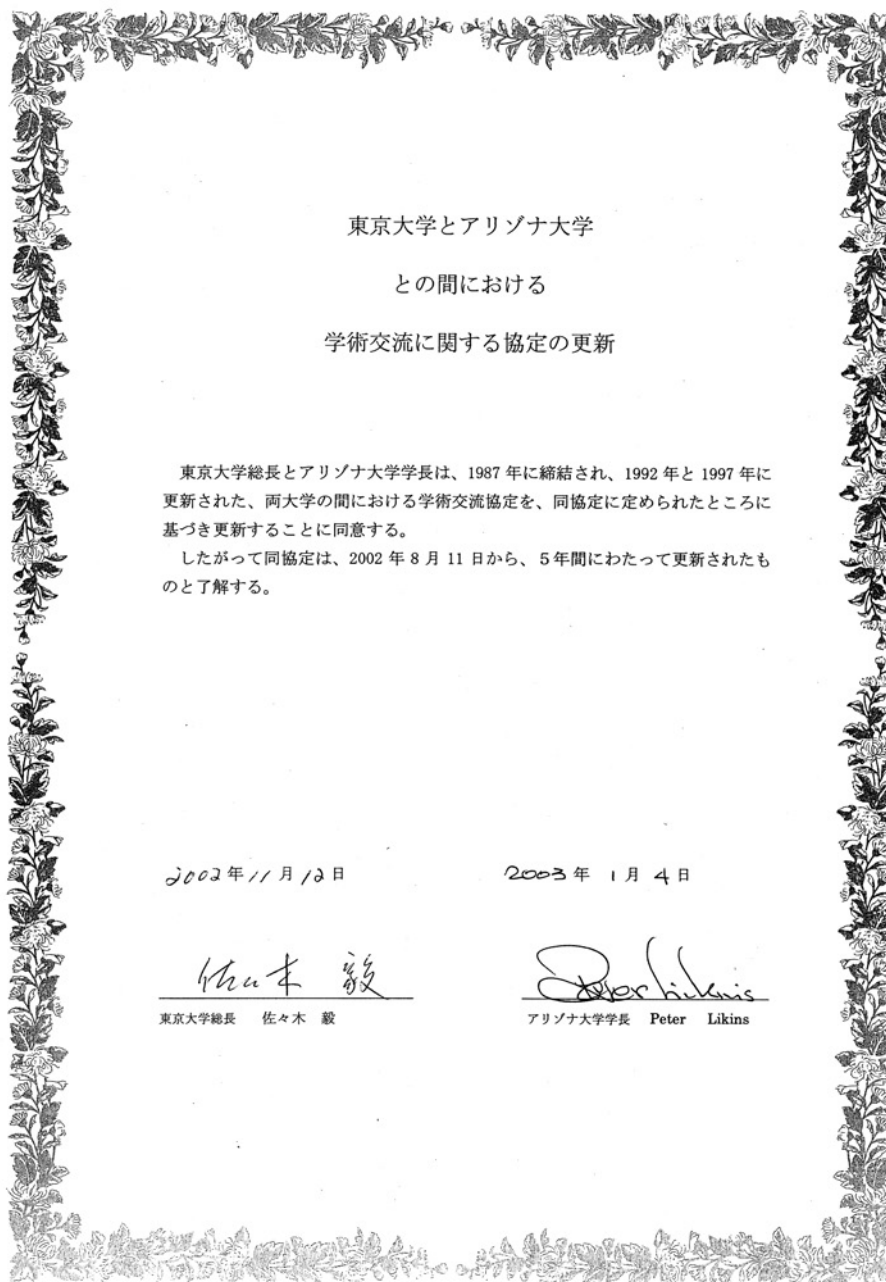


図 B.7: 東京大学とアリゾナ大学との間における学術交流協定の更新書 (2002 年)

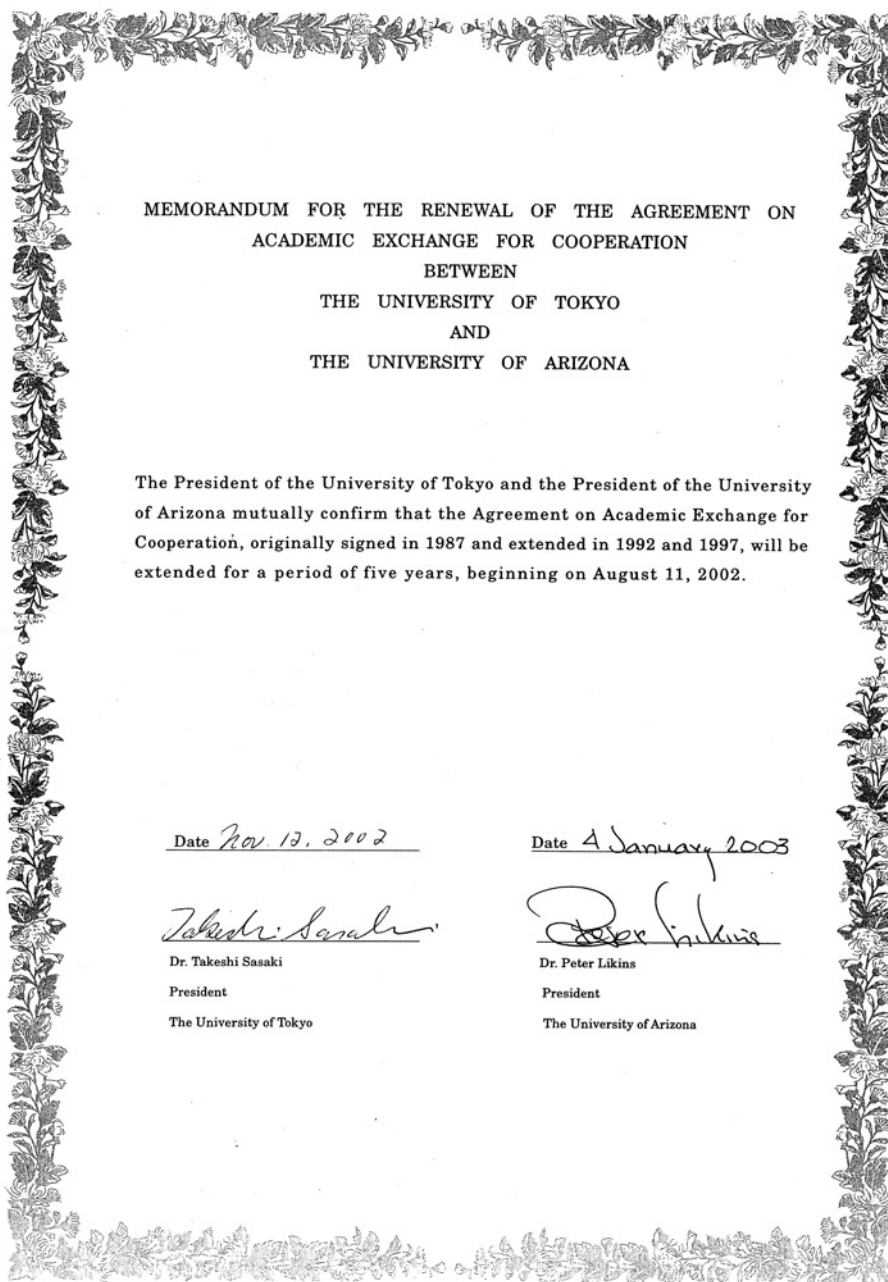


図 B.7: 英語版



図 B.8: 東京大学とアリゾナ大学との間における学術交流協定の更新書 (2007 年)

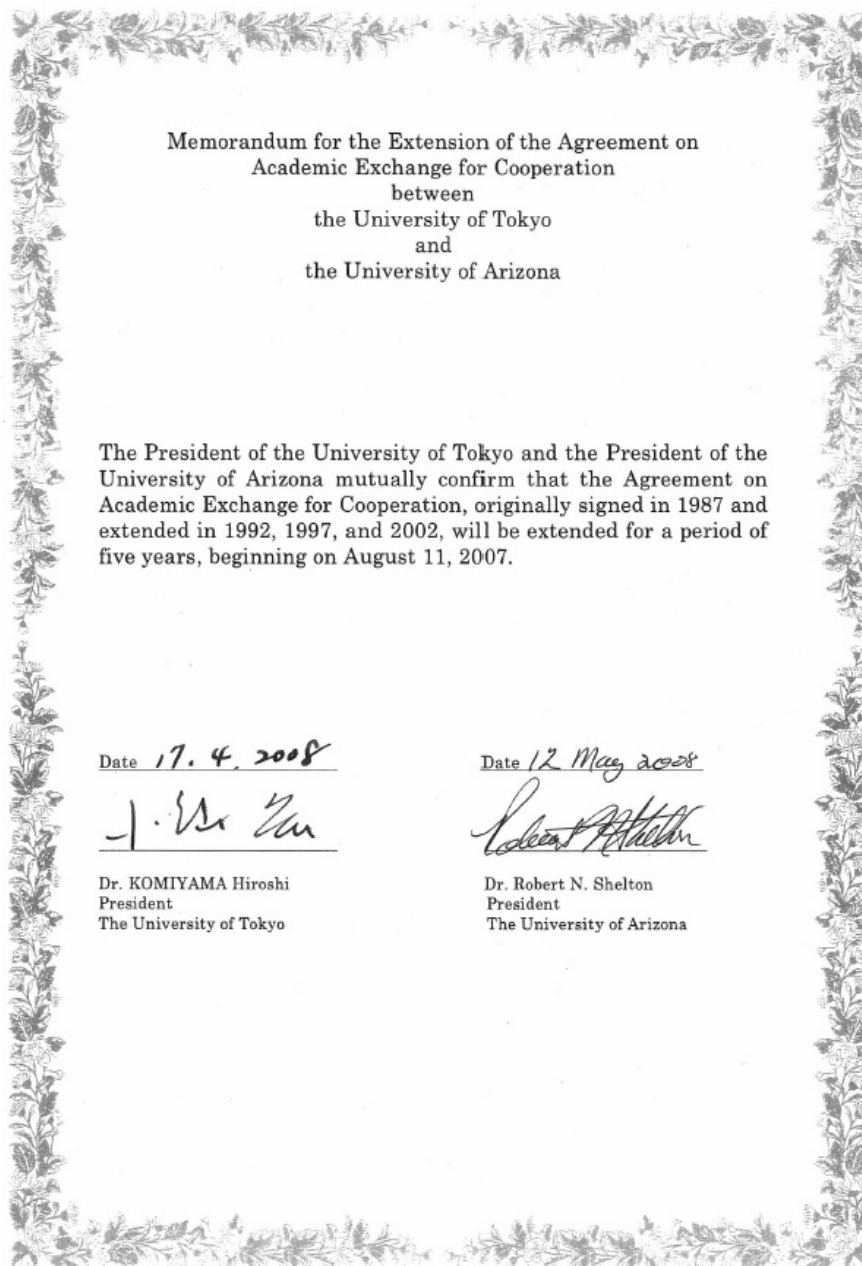


図 B.8: 英語版



図 6: 1m 望遠鏡完成を記念し, 平成 22 (2010) 年 7 月 7 日にサンチャゴ市で行われた記念式典.

付 録 C 合意書

本計画の進行に当たって現在までに以下の合意書を交わしている。また、これらに基づいた活動について産業科学省 (CONICYT) からの許可も得ている。それらの概要を述べると共に、写しを掲載する。

図 C.1 衛星によるチリ北部の気象データの解析についての MoU

AOC (AURA Observatory in Chile) と、(その後, ESO も含めての 3 者の MoU とした)

図 C.2 TAO 望遠鏡の建設及び運用の際の協力関係についての MoU

チリ大学と。

図 C.3 気象データ取得のための装置をチャナントール山付近に設置・運用するための許可申請書

産業科学省 (CONICYT) へ提出。

図 C.4 気象データ取得のための装置のチャナントール山付近に設置・運用を認める許可書

図 C.3 の申請書を受けて、産業科学省 (CONICYT) より発行。

図 C.5 1m 望遠鏡建設の許可申請書

産業科学省 (CONICYT) へ提出。

図 C.6 1m 望遠鏡建設を認める許可書

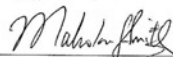
図 C.5 の申請書を受けて、産業科学省 (CONICYT) より発行。

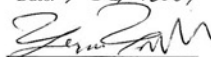
MEMORANDUM OF UNDERSTANDING
BETWEEN
THE AURA OBSERVATORY IN CHILE,
THE INSTITUTE OF ASTRONOMY OF THE UNIVERSITY OF TOKYO,
AND
THE EUROPEAN SOUTHERN OBSERVATORY

In order to pursue their mutual interests in the characterization and monitoring of astronomical sites in Northern Chile, The AURA Observatory in Chile (hereafter AOC), The European Southern Observatory (hereafter ESO), and The Institute of Astronomy of The University of Tokyo (hereafter IoA-UT) agree to the exchange of satellite cloud cover digital data, as follows:

- 1 AOC will provide Meteosat-3 and GOES-8 data covering 1.7.93 - 29.2.96, covering channels 1 (visible), 3 (water-vapor) and 4 (IR) from the National Climatic Data Center (NCDC). The ownership of this dataset will reside with AOC. Distribution to other parties will require the express permission of AOC.
- 2 IoA-UT will provide GOES-8 data covering 1.6.97 - 30.9.99, covering channels 1 (visible), 3 (water-vapor) and 4 (IR) from the NCDC. The ownership of this dataset will reside with IoA-UT, distribution to other parties will require the express permission of IoA-UT.
- 3 ESO will provide GOES-8 data consisting of 6.7 micron data covering 1.1.98 - 30.4.00 and at least one year of 10 micron data. The ownership of this dataset will reside with ESO, distribution to other parties will require the express permission of ESO.
- 4 AOC, ESO, and IoA-UT undertake to share the above datasets. Each will receive a copy of the raw data, plus a pre-processed data set so as to facilitate possible future analyses.
- 5 This memorandum of understanding replaces the memorandum of understanding between Cerro Tololo Inter-American Observatory, National Optical Astronomy Observatories and the European Southern Observatory that was signed by Malcolm Smith on September 17, 1999 and Alvio Renzini on September 28, 1999.

Signed:

Date: 17 Sept. 2001

Malcolm Smith (AOC)

Date: 9 Oct. 2001

Yuzuru Yoshii (IoA-UT)

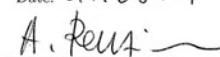
Date: 21.08.01

Alvio Renzini (ESO)

図 C.1: 衛星によるチリ北部の気象データの解析についての MoU

MEMORANDUM OF UNDERSTANDING
for Scientific Cooperation in the
University of Tokyo Atacama Observatory
between
The Astronomy Department of the University of Chile
and
Institute of Astronomy of the University of Tokyo

In consideration of the mutual interest of the Astronomy Department of the University of Chile and Institute of Astronomy of the University of Tokyo (hereafter IoA-UT) in the "University of Tokyo Atacama Observatory" (TAO) project, that is currently planned at IoA-UT, to install a 6.5m infrared-optimized telescope in the territory of the Republic of Chile, both parties agree to the following terms:

The Astronomy Department of the University of Chile and IoA-UT will collaborate in scientific projects of mutual interest.

In particular, joint measurements of the atmospheric transparency and stability in the optical and infrared wavelength regions will be conducted in north Chile as part of the site testing necessary for the installation of the TAO 6.5m telescope.

The Astronomy Department of the University of Chile will obtain the necessary permits to place equipments in the aforementioned place.

When the funding for the TAO project is granted, the Astronomy Department of the University of Chile and IoA-UT will make their best efforts toward the signature of an agreement between the University of Chile and the University of Tokyo, to allow the importation, installation, and operation of the TAO and related instrumentation in Chile.

Date: May 10, 2001

M. Teresa Ruiz

Professor María Teresa Ruiz
Director
Departamento de Astronomía
Universidad de Chile

Date: 10/5/01

Yuzuru Yoshii

Professor Yuzuru Yoshii
Director
Institute of Astronomy
University of Tokyo

図 C.2: TAO 望遠鏡の建設及び運用の際の協力関係についての MoU



School of Science
University of Tokyo

Prof. Y. Yoshii

Institute of Astronomy
University of Tokyo
Mitaka, Tokyo 181-0015, Japan

Telephone +81-422-34-5027
Facsimile +81-422-34-5041

E-mail yoshii@mtk.ioa.s.u-tokyo.ac.jp

21 March 2001

Dr. Eric Goles Chacc,
Presidente de CONICYT,
Canada 308, Providencia,
Casilla 297-V, Santiago 21,
Chile

Dear Dr. Goles,

The Institute of Astronomy of the University of Tokyo, hereafter IoA-UT, represented by its director, Yuzuru Yoshii, in collaboration with Departamento de Astronomia, Universidad de Chile, wishes to execute studies and work in the area near Cerro Chajnantor, inside the Scientific Preserve administered by CONICYT, to the South-East of San Pedro de Atacama in the second administrative region of the Chilean territory.

The studies and work in question consist of the installation and operation of a meteorological station. We wish to install the station at an altitude of 4900 meters at the coordinates of $23^{\circ}00'01''\text{S}$ and $67^{\circ}43'09''\text{W}$. The meteorological station consists of a 3m high pole on top of a tripod stand with 1m long legs, and the data recording equipment contained within a 0.5m cube at the ground level. Instruments for measuring wind, temperature, humidity, infrared radiation, etc. will be attached to this pole. The equipment will be used to investigate and characterize the atmospheric conditions affecting astronomical research in the optical and infrared wavelength regions of the electromagnetic spectrum.

We hereby request permission so that we can carry out the studies and work as above.

In connection with the above studies and work to investigate and characterize the atmospheric conditions affecting astronomical research in the optical and infrared wavelength regions of the electromagnetic spectrum at the Scientific Preserve of Chajnantor in the second administrative region of Chile, we are pleased to make a commitment to the following conditions:

図 C.3: 気象データ取得のための装置をチャナントール山付近に設置・運用するための許可申請書

a) Places of historical interest, archeological, anthropological or paleontological interest:

If we encounter remains, ruins, utensils, places of worship, etc. we will suspend work and advise the authorities.

b) Environment:

We will adopt all the safeguards necessary to avoid a negative environmental impact. We will carry out our work according to the norms and procedures that are administered by the respective national environmental commission of the second administrative region of Chile.

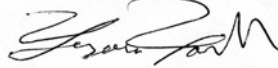
c) Antipersonnel mines:

We note that there is a possibility of existence of antipersonnel mines in the region, although the Ministry of Defense claims that the site area is free of them. We will be alert to the possibility, and we understand that our work in this area is our exclusive responsibility.

d) Non-interference with other projects:

We note that CalTech operates the "Cosmic Background Imager" in Chajnantor, and that atmospheric studies are being carried on there for the ALMA project as well. We undertake that we will inform of our exploration and coordinate the effort with the other groups working in the area so as not to perturb their operation.

Sincerely yours,



Yuzuru Yoshii
Director of IoA-UT
Professor of Astronomy

Institute of Astronomy,
The University of Tokyo,
Osawa 2-21-1, Mitaka
Tokyo 181-0015
Japan

図 C.3: 気象データ取得のための装置をチャナントール山付近に設置・運用するための許可申請書 (つづき)



SANTIAGO, July 19, 2001.

Professor
Yuzuru Yoshii
Director Institute of Astronomy
University of Tokyo
Osawa 2-21-1, Mitaka
Tokyo 181-0015
Japan

Dear professor Yoshii:

With regards to the installation and operation of a meteorological station near Cerro Chajnantor, with the goals of characterizing the atmospheric conditions for astronomical research, we are pleased to acknowledge your commitment to the conditions established in your letter of 21 March 2001, regarding (a) Places of historical interest, (b) Environmental Impact, (c) Antipersonal Mines, and (d) Non interference with other projects.

Under such conditions we grant permission for the described activities to be carried out within the Scientific Reserve under the administration of CONICYT.

Sincerely Yours,

ERIC GOLES CHACC
President
National Commission for
Scientific and Technological Research

● COMISION NACIONAL DE INVESTIGACION CIENTIFICA Y TECNOLOGICA

TELEFONO (56 - 2) 365 4400
FAX: (56 - 2) 655 1396
E-MAIL: info@conicyt.cl
CANADA 308
SANTIAGO DE CHILE

www.conicyt.cl

図 C.4: 気象データ取得のための装置のチャナントール山付近に設置・運用することを認める CONICYT から出された許可書



School of Science
University of Tokyo

Prof. Y. Yoshii

Ms. Vivian Heyl,
Presidente de CONICYT,
Canada 308, Providencia,
Cassilla 297-V, Santiago 21,
Chile

Institute of Astronomy
University of Tokyo
Mitaka, Tokyo 181-0015, Japan

Telephone +81-422-34-5027
Facsimile +81-422-34-5087
E-mail yoshii@ioa.s.u-tokyo.ac.jp

May 12, 2007

Dear Ms. Heyl,

The Institute of Astronomy of the University of Tokyo (hereafter IoA-UT), represented by its director, Prof. Yuzuru Yoshii, in collaboration with Departamento de Astronomía, Universidad de Chile (hereafter DAS-UCH), wishes to install two telescopes on the summit of Co. Chajnantor. The said site, Co. Chajnantor, is inside the scientific preserve administered by CONICYT.

The present letter requests permission so that IoA-UT, in collaboration with DAS-UCH, can fabricate, install, and operate the two telescopes on the summit of Co. Chajnantor for research in infrared astronomy. The first telescope with a 1m aperture would be installed by the end of 2007, and the second telescope, with a 6.5m aperture, is expected to be installed soon after. The background, the scope, and the conditions of the permission are described below.

BACKGROUND:

1. IoA-UT has a plan to have the University of Tokyo Atacama Observatory (hereafter TAO), the major facility of which is a 6.5m infrared-optimized telescope (hereafter 6.5m IR telescope), in the territory of the Republic of Chile.
2. With the wish of the University of Chile (hereafter UCH) to cooperate with the realization of the said plan and to promote scientific and technical collaborations in astronomical investigations between both universities, a scientific cooperation agreement has been signed by the President of the University of Tokyo (hereafter UT) and the Rector of UCH in Tokyo of Japan on 16 January 2003. The legalization of the said agreement has been completed at the Ministry of Foreign Affairs of the Republic of Chile on date 3 April 2007.
3. On 19 July, 2001, CONICYT granted a permission for IoA-UT to install and operate a meteorological station at an altitude of 4900 meters on the Llano de Chajnantor, inside the science preserve, with the goals of characterizing the atmospheric conditions for astronomical research.
4. On 25 August, 2005, CONICYT granted a permission for IoA-UT to carry out the following studies and work on the summit of Co. Chajnantor at an altitude of 5640 meters, the primary candidate site where the 6.5m IR telescope will be installed:
 - (1) astronomic characterization of the atmosphere for observation within the optical and infrared ranges on the summit of Co. Chajnantor via the use of meteorological station, seeing monitor instrument, and cloud monitor instrument as well as data-gathering equipment;
 - (2) soil characterization, in order to perform structural studies associated to the foundations for the 6.5m telescope. To realize the above studies, the permission includes construction of a road to carry the instruments to monitor the atmospheric conditions and the equipment to investigate the soil conditions. This road has been completed in April, 2006, and the

図 C.5: 1m 望遠鏡建設の許可申請書

instruments are now in operation on the summit.

5. In 2005, the Japan Society for the Promotion of Science (JSPS), Japanese counterpart of CONICYT, has granted the director of IoA-UT a fund to build and operate a 1m telescope on the summit of Co. Chajnantor as a pilot telescope of the 6.5m IR telescope. The university of Tokyo has recently decided to carry on the said plan of the 6.5m IR telescope.

SCOPE OF THE PERMISSION

To promote installation and operation of the two telescopes in the Chilean territory, we request CONICYT permissions for the following work:

1. The installation and operation of the 1m telescope, that would consist of: (1) widening the current road to carry massive components and heavy machinery to the summit; (2) constructing the foundations and fabricating the telescope on it; (3) operating the telescope for research in astronomy and testing instrumentation for the 6.5 m.
2. Once the 6.5m telescope installation starts, we would do the same work as stated above but with larger scales.

CONDITIONS OF THE PERMISSION

1. The installation and work aforementioned above would be performed in such a way that these activities would not interfere with other astronomical projects that will be under construction or operation in the vicinity. IoA-UT would inform of her activities and coordinate the effort with other groups working in the area so as not to perturb their construction and operation.
2. Should other agencies, institutions, or groups require authorization to perform studies, work, or other scientific projects near the IoA-UT instrumentation, IoA-UT would expect CONICYT to coordinate the interest of the parties.
3. IoA-UT makes a commitment, with respect to the following: (a) Places of historical interest, archeological, anthropological or paleontological interest: If IoA-UT encounter remains, ruins, utensils, places of workshop, etc., IoA-UT would suspend work and advice the authorities. (b) Environment: IoA-UT would adopt all the safeguard necessary to avoid a negative environment impact. IoA-UT would carry out her work according to the norms and procedures that are administrated by the respective national environment commission of the second administrative region of Chile. (c) Anti-personnel mines: IoA-UT notes that there is a possibility of existence of anti-personnel mines in the region, although the Ministry of Defense claims that the site area is free of them. IoA-UT would be alert to the possibility, and understand that her work in this area is her exclusive responsibility.

Sincerely yours



Yuzuru Yoshii
Director of IoA-UT
Professor of Astronomy

図 C.5: 1m 望遠鏡建設の許可申請書 (つづき)

March 24, 2008

Prof. Yuzuru Yoshii
Institute of Astronomy
University of Tokyo
Japan

Dear Prof. Yoshii:

CONICYT is pleased to inform you that authorization for setting up the 1-m monitoring telescope has been approved, according to the characteristics described in your letter dated May 2007 and complementary description documents.

In this context, we must inform you that authorization for setting up the above mentioned instrument will be subject to compliance with provisions in force in our country concerning security issues and environment protection during road improvement phase, setup and future operation.

In particular, Tokyo Atacama Observatory will be subject to comply with the following requirements:

Access road improvement project and its future operation shall be subject to supervision by CONICYT.

The road should comply with safety requirements as described in the "Ministry of Public Construction Road Handbook" (*Manual de Carreteras del Ministerio de Obras Públicas*). If the road does not meet the established safety standards according to the technical characteristics requirements, all the needed changes in the road improvement project should be done, according to the remarks made by the CONICYT person designated for revision. Remarks should be taken into account in subsequent executions.

図 C.6: 1m 望遠鏡建設を認める CONICYT から出された許可書

Additionally, Tokyo Atacama Observatory is asked to provide monthly reports of the project progress.

“Authorization for the second phase of the project does not dispense Tokyo Atacama Observatory from the obligation to obtain all authorizations or licenses necessary for the development of the project, according to the legislation in force in Chile.”

In accordance with the above mentioned provision, it is recommended to ask the Regional Commission for Environment of Antofagasta for the pertinence of joining SEIA (*Sistema de Evaluación de Impacto Ambiental*) at this phase of the project, regarding the installation of temporary facilities (*instalación de faenas*) and authorizations or pronouncements from the Dirección de Obras de la Ilustre Municipalidad de San Pedro de Atacama in case it will be required.

Sincerely yours,

UHL
Vivian Hey
President




CG/MR

図 C.6: 1m 望遠鏡建設を認める CONICYT から出された許可書 (つづき)

付 録 D 世界の大型光学赤外線望遠鏡

D.1 運用中の地上望遠鏡

D.1.1 ケック望遠鏡 I, II

運用主体: カリフォルニア工大, NASA
主鏡: 口径 10m, 分割鏡
設置場所: ハワイ・マウナケア山頂
Web ページ: <http://www2.keck.hawaii.edu/>

D.1.2 すばる望遠鏡

運用主体: 国立天文台 (日本)
主鏡: 口径 8.2m, 薄メニスカス鏡
設置場所: ハワイ・マウナケア山頂
Web ページ: <http://subarutelescope.org/>



図 D.1: ケック望遠鏡



図 D.2: すばる望遠鏡



図 D.3: ジェミニ北望遠鏡 (左) と南望遠鏡 (右)

D.1.3 ジェミニ望遠鏡

運用主体: 英国, カナダ, 米国, チリ, オーストラリア, アルゼンチン, ブラジル
主鏡: 口径 8.1m (2つの地区に1基ずつ)
設置場所: ハワイ・マウナケア山頂およびチリ・パチョン山頂に各1基
Web ページ: <http://www.gemini.edu/>

D.1.4 Very Large Telescope (VLT)

運用主体: ヨーロッパ南天天文台
主鏡: 口径 8.1m $\times$ 4基 (Antu, Kueyen, Melipal, Yepun)
設置場所: チリ・パラナル山頂
Web ページ: <http://www.eso.org/paranal/>

D.1.5 マゼラン望遠鏡 I・II

運用主体: カーネギー財団, アリゾナ大, ハーバード大, ミシガン大, マサチューセッツ工大
主鏡: 口径 6.5m $\times$ 2基, ハニカム鏡
設置場所: チリ・ラスカンパラス天文台
Web ページ: <http://www.ociw.edu/magellan/>



図 D.4: Very Large Telescope

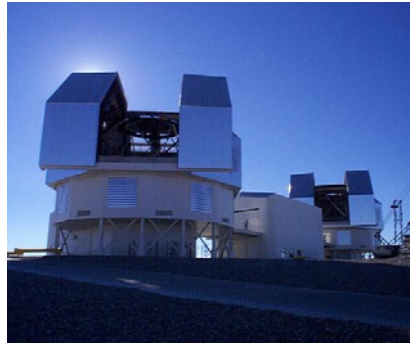


図 D.5: マゼラン望遠鏡



図 D.6: Hobby-Eberly 望遠鏡



図 D.7: Multi-Mirror Telescope

D.1.6 Hobby-Eberly 望遠鏡 (HET)

運用主体: テキサス大学マクドナルド天文台, ペンシルバニア州立大, スタンフォード大ほか
主鏡: 口径 11m (有効開口 9.2m), 高度固定球面鏡
設置場所: 米国・フォウルクス山
Web ページ: <http://www.as.utexas.edu/mcdonald/het/het.html>

D.1.7 Multi-Mirror Telescope (MMT)

運用主体: アリゾナ大学, スミソニアン研究所
主鏡: 6.5m
設置場所: 米国・ホプキンス山
Web ページ: <http://www.mmt.org/>

D.1.8 South Africa Large Telescope (SALT)

運用主体: 南アフリカ・サザーランド天文台, ドイツ, ポーランド, 米国, ニュージーランド
主鏡: 口径 11m (有効開口 9.2m), 分割鏡 (91 枚), 高度固定球面鏡
設置場所: 南アフリカ・サザーランド天文台
Web ページ: <http://www.salt.ac.za/>

D.1.9 Large Binocular Telescope (LBT)

運用主体: イタリア, アリゾナ大学, マックスプランク研究所ほか
主鏡: 口径 8.4m×2 基 同架, 2 鏡干渉計/非干渉合成鏡
設置場所: 米国・グラハム山
Web ページ: <http://medusa.as.arizona.edu/lbto/index.htm>



図 D.8: South Africa Large Telescope



図 D.9: Large Binocular Telescope



図 D.10: カナリア大望遠鏡



図 D.11: Stratospheric Observatory for Far Infrared Astronomy

D.1.10 カナリア大望遠鏡 (GTC)

運用主体: スペイン, メキシコ
主鏡: 口径 10.4m, 分割鏡
設置場所: カナリア諸島
Web ページ: <http://www.gtc.iac.es/home.html>

D.1.11 Stratospheric Observatory for Far Infrared Astronomy (SOFIA)

運用主体: NASA, DLR(ドイツ航空宇宙センター)
主鏡: 口径 2.7m
設置場所: 航空機 (ボーイング B747SP) 搭載
Web ページ: <http://sofia.arc.nasa.gov/>
その他: 中間赤外線観測.

D.2 計画中の地上望遠鏡

D.2.1 Large Synoptic Survey Telescope (LSST)

- 運用主体:** LSST Corporation (アメリカの 22 の大学・研究所・企業により結成)
- 主鏡:** 口径 8.4m (有効口径 6.5m), 単一鏡
- 設置場所:** チリ・パチョン山
- 進捗:** 2014 年ファーストライトをめざす
- Web ページ:** <http://www.lsst.org/>
- その他:** 3.2 ギガピクセルの巨大なカメラを使用し, 9.6 平方度という超広視野を達成する

D.2.2 Thirty Meter Telescope (TMT)

- 運用主体:** AURA (全米天文学研究大学連合), ACURA (カナダ天文学研究大学連合), カリフォルニア大学, カリフォルニア工科大学, 他
- 主鏡:** 口径 30m, 分割鏡 (1080 枚)
- 設置場所:** ハワイ・マウナケア山頂
- 進捗:** 2018 年ファーストライトをめざす
- Web ページ:** <http://tmt.ucolick.org/>

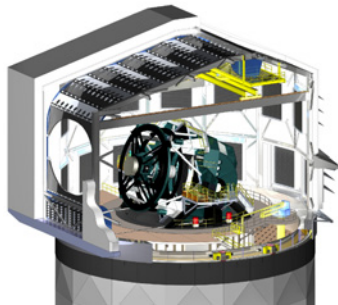


図 D.12: LSST

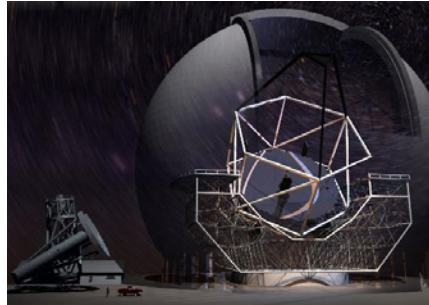


図 D.13: TMT

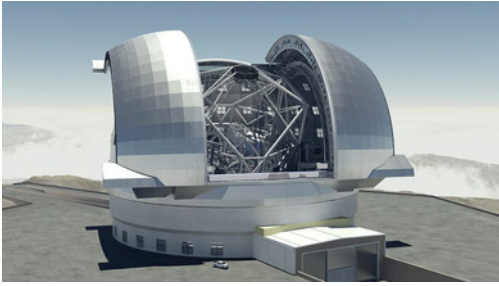


図 D.14: E-ELT

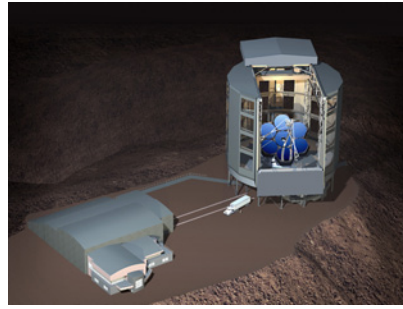


図 D.15: GMT

D.2.3 European Extremely Large Telescope (E-ELT)

運用主体: 欧州南天天文台

主鏡: 口径 42m, 分割鏡 (906 枚)

Web ページ: <http://www.eso.org/sci/facilities/eelt>

D.2.4 Giant Magellan Telescope (GMT)

運用主体: カーネギー財団, アリゾナ大, ハーバード大, ミシガン大, マサチューセッツ工大, スミソニアン研究所

主鏡: 口径 21m, 分割鏡 (7 枚)

設置場所: チリ・ラスカンパナス観測所

Web ページ: <http://www.gmto.org/>

その他: 8.4m の大型セグメントで高 S/N, 高解像度の撮像を目指している

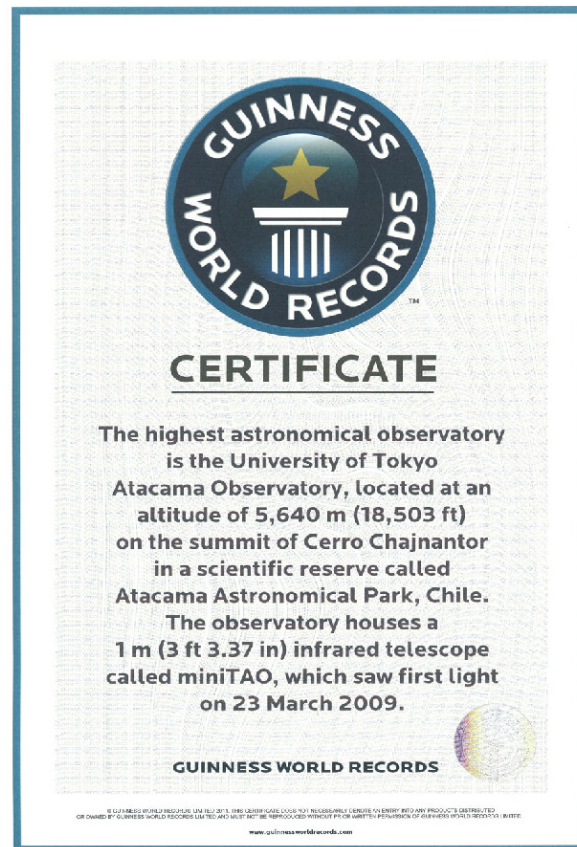


図 7: 東京大学アタカマ天文台が「世界最高地点の天文台」としてギネスワールドレコード社から与えられたギネス世界記録の認定書.

付 録 E TAO 計画—これまでの経緯

1999 年初めのプロジェクトを立ち上げる会合において、チリ共和国北部のアタカマ地方がサイトの有力候補として強く意識された。同年 10 月に行われた TAO 最初の現地調査において、チャナントール山（標高 5640m）とキマル山（4200m）が候補地として浮上した。いずれも山頂に通じる道路がなく、ヘリコプターも使えない高地であるために、山頂へ気象観測機器を運搬することがプロジェクト最初の難関となった。TAO サイト開拓史を図 E.1 に示す。

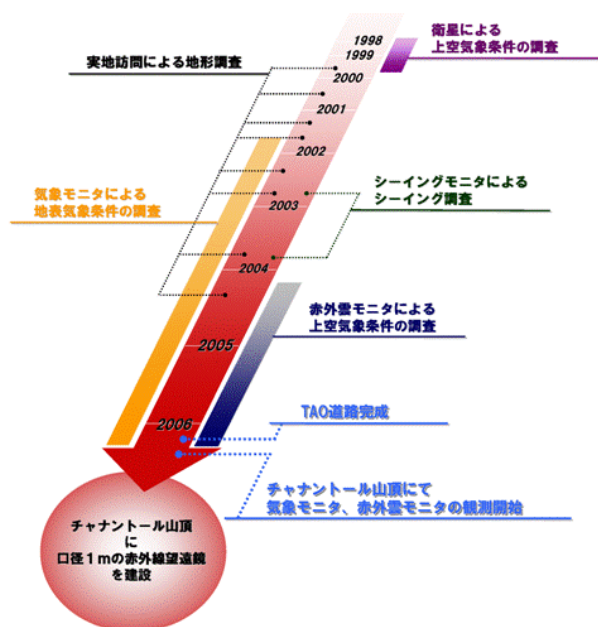


図 E.1: TAO 開拓史

TAO サイトの調査は、米国の気象衛星によってとられたデータを解析して、サイト候補地が世界で一番良い場所であるかを検証することから始まった。その結果、表 5.2 (p.180) に見るように、チャナントール山 (標高 5640m) の地域は世界で最も乾燥した赤外線観測に適した場所であり、晴天率も非常に高いことがわかった。ここを第一候補地と定め、この山頂へ気象観測機器を運搬する決意がなされた。

2000 年に気象モニターを三鷹キャンパス内に設置し、耐久性のテストを行い、2001 年にはチャナントール山麓 (サドルポイント) に移設され、地表から見た大気環境の調査が始められた。その後、TAO メンバーによりシーイングモニターや赤外線雲モニターが製作され、チャナントール山麓での大気環境調査が本格化した。

山頂へ気象観測機器を運搬するためルートを決めるための作業も平行して行われ、地形調査のための登山隊が組織され、2002 年 11 月に初登頂に成功した¹。2003 年に至り、山頂における気象環境調査活動についての予算措置がなされ²、2006 年 4 月には待望の調査輸送路 (通称：TAO 道路) が山頂まで開通した。気象モニターと雲モニターは直ちに山頂へ移設され、自動計測を開始した。11 月には山頂における最初のシーイングモニター観測が実施された。

2005 年には、サイトにおける最初の望遠鏡となる口径 1m の赤外線望遠鏡 (mini-TAO) の製作が認められ³、2009 年 3 月チャナントール山頂に 1m 望遠鏡が完成、5 月より本格的な観測が始まる。



図 E.2: 標高 5640m チャナントール初登頂 (2002 年 11 月)

¹登山隊メンバー：田中培生、河野孝太郎、宮田隆志

²文部科学省科学研究補助金基盤研究 A 海外学術調査 (15253002) 「東京大学アタカマ天文台 6.5m 望遠鏡設置のための大気赤外線環境の調査」(研究代表者 川良公明)

³文部科学省科学研究補助金基盤研究 S (17104002) 「銀河系に於ける星間ガスのイオン化状態の大域的構造と星-ガス循環過程の定量的研究」(研究代表者 吉井謙)

年表	
平成 11 年	
1999	プロジェクト立ち上げ
1999.10	アタカマ調査, 天文台訪問 (川良, 田中) チャナントール山 (標高 5640m) と Quimal 山 (4200m) を候補地に 選定
平成 12 年	
2000.6-7	アタカマ調査, 天文台訪問 (川良, 田中)
2000.11.24	TAO プロジェクトを天文センターの計画として正式に承認
平成 13 年	
2001.5	アタカマ調査, 衛星気象データ WS 出席, チリ大学とサイト調査に関する MoU 締結 (吉井, 田中, 土居)
2001.9	アタカマ地形調査, パンパラボラに気象モニタ設置 (田中, 河野, 宮田)
平成 14 年	
2002.2	アタカマ地形調査, 気象モニタデータ回収 (河野, 宮田)
2002.11-12	アタカマ地形調査, 気象モニタデータ回収, シーイングモニタ試験 (田中, 河野, 土居, 宮田, 本原, 征矢野)
2002.11.22	チャナントール山徒歩で登頂 (田中, 宮田, 河野)
平成 15 年	
2003.1	アリゾナ大学と東京大学との間の「学術交流に関する協定」を更新
2003.1	チリ大学と東京大学との間で「学術交流に関する協定」 及び「天文学研究における科学協力に関する協定」を締結
2003.4	チャナントール山頂 (以下山頂) における気象環境調査活動について の予算措置 文部科学省科学研究補助金基盤研究 A 海外学術調査 (15253002) 「東京大学アタカマ天文台 6.5m 望遠鏡設置のための大気赤外線環境 の調査」(研究代表者 川良公明)
2003.6	道路建設について国内・現地会社との交渉開始
2003.8	環境インパクト調査 (DIA; Declaracion Impact Ambiental) 開始
2003.8	道路建設について国際航業と検討開始
2003.9	TAO 計画について日本学術審議会天文学研究連絡委員会委員長談話
2003.9-10	パンパラボラにてシーイング測定 (土居, 田辺, 本原, 征矢野, 大藪)
2003.11	道路建設について国際航業と契約

年表	
平成 16 年	
2004.3	ASTE サイトに雲モニタ設置, 気象モニタデータ回収 (田中, 河野, 宮田, 征矢野)
平成 17 年	
2005.2	チャナントール山の詳細な地図作成のために航空写真撮影
2005.2	道路予定ルートに沿って徒歩で調査 (田中)
2005.3	道路詳細設計および工事施工体制作成
2005.4	山頂に小口径望遠鏡の建設のための予算措置 文部科学省科学研究補助金基盤研究 S (17104002) 「銀河系に於ける星間ガスのイオン化状態の大域的構造と星-ガス循環過程の定量的研究」(研究代表者 吉井譲)
2005.7	サンペドロ市・アタカマ原住民団体との会合で道路工事を承される
2005.11.3	道路工事現地説明会 (ALMA, APEX, CBI, ASTE, NANTEN)
2005.11.19	山頂にてアタカマの慣習に従った TAO 道路起工式 (地鎮祭)
平成 18 年	
2006.2.1	道路工事 (測量) 開始
2006.2.7	工事開始 (標高 5070m)
2006.3.20	山頂へのアクセス道路 (TAO road) が完成
2006.4	山頂整備 (コンテナ, 太陽発電機, 気象モニター等設置)
2006.4.22	チャナントール山山頂にて TAO road 竣工式 (完成式典)
2006.10	調査コンテナ, 気象モニタ, 雲モニタ山頂設置
2006.10-11	山頂にてシーイング測定 (本原, 青木, 宮田, 酒向, 三谷, 峰崎)
平成 19 年	
2007.4	山頂にてシーイング測定 (本原, 青木, 峰崎, 田辺)
2007.6	東広島天文台かなた望遠鏡にて中間赤外線観測装置 MAX38 フェーストライト

年表	
平成 20 年	
2008.2	東広島天文台かなた望遠鏡にて近赤外線観測装置 ANIR ファーストライト
2008.4	アリゾナ大学と東京大学との間の「学術交流に関する協定」を更新
2008.5	山頂設置の 1m 望遠鏡, 西村製作所にて仮組
2008.6	西村製作所にて 1m 望遠鏡の動作試験, ANIR, MAX38 の取り付け試験
2008.8	サンペドロデアタカマ市の中心街に山麓施設用の土地 (面積 13,000 平米) を購入
2008.8	チリ大学と東京大学との間で「学術交流に関する協定」を更新
2008.12	CONICYT による 1m 望遠鏡の建設許可が正式におりる
2008.12	1m 望遠鏡の基礎工事始まる
平成 21 年	
2009.1	1m 望遠鏡の基礎工事, ドーム下部建設
2009.1.10	1m 望遠鏡とドーム上部がチリ北部のイキケ港に到着
2009.2	カラマにて 1m 望遠鏡の仮組
2009.3	山頂にて 1m 望遠鏡, ドーム, 観測コンテナ, 倉庫コンテナ, 発電機コンテナの設置
2009.3.23	1m 望遠鏡エンジニアリングファーストライト
2009.5-6	1m 望遠鏡整備及び 1m 望遠鏡 1st run (ANIR)
2009.6.9	1m 望遠鏡にて ANIR ファーストライト
2009.8.7	山麓東大土地内に建物建築許可おりる
2009.10	チリ大学と東京大学との間で「学術交流に関する協定」の変更
2009.10-11	1m 望遠鏡 2nd run (ANIR, MAX38)
2009.11.8	1m 望遠鏡にて MAX38 ファーストライト
2009.12	TAO 6.5m 望遠鏡観測装置のための予算措置 「平成 21 年度補正予算 施設整備費—大型特別機械整備費 設備名: 赤外線大型天体観測装置【TAO 計画】」

年表	
平成 22 年	
2010.3	東京大学とコニカミノルタが共同でプラネタリウム番組「遙かなる銀河へ」を制作, 9 月までコニカミノルタプラネタリウム「満天」で上映
2010.5	山麓東大土地内に遠隔制御拠点として観測室を整備
2010.5-6	1m 望遠鏡 3rd run (ANIR)
2010.7.7	サンチャゴ市で 1m 望遠鏡完成記念式典を開催 (出席者約 150 名) (東京大学主催, チリ外務省エネルギー科学技術局およびチリ科学技術庁と共催, 在チリ日本国大使館の後援, p.280 図 6) チリ共和国の記念切手も式典当日に発行された (p.258 図 5)
2010.9-10	1m 望遠鏡 4th run (MAX38, ANIR)
2010.11.14	チリ共和国セバスティアン・ピニェラ大統領による日チリ首脳会談
2010.11.15	チリ共和国セバスティアン・ピニェラ大統領本学濱田純一総長と会談
平成 23 年	
2011.2	無線ネットワーク用のアンテナを山頂, 山麓に設置
2011.4-6	1m 望遠鏡 5th run (ANIR, MAX38)
2011.4	三鷹キャンパスに TAO 望遠鏡観測装置開発のための新実験棟完成
2011.5	山麓施設より 1m 望遠鏡遠隔制御に成功
2011.5.5	東京大学アタカマ天文台が「世界最高地点の天文台」としてギネスワールドレコード社からギネス世界記録の認定 (p.298 図 7).