

すばる望遠鏡 次世代広視野補償光学システム 検討報告書

Subaru Next-Generation AO Working Group

August, 2012

すばる望遠鏡 次世代 AO 検討ワーキンググループ

国立天文台

有本 信雄、家 正則、岩田 生、白田 知史、大橋 永芳、大屋 真、兒玉 忠恭、高遠 徳尚、
高見 英樹、瀧浦 晃基、田中 壺、寺田 宏、友野 大悟、西村 徹郎、服部 堯、服部 雅之、
早野 裕、美濃和 陽典

東北大学

秋山 正幸、大野 良人

東京大学

本原 顕太郎、田村 直之

JAXA

白旗 舞

北海道大学

渡邊 誠

問合せ先: iwata [at] naoj.org

サイエンス検討 執筆者 (筆頭著者)

小山 佑世 (国立天文台 / University of Durham)
斎藤 智樹 (東京大学)
今西 昌俊 (国立天文台)
澁谷 隆俊 (総研大 / 国立天文台)
安井 千香子 (国立天文台)
千葉 柁司 (東北大学)
西山 正吾 (国立天文台)
Tae-Soo Pyo (国立天文台)
深川 美里 (大阪大学)

Cover photography by Sebastian Egner

Contents

| | | |
|----------|--------------------------------------|-----------|
| 1 | Executive Summary | 7 |
| 1.1 | 背景: すばる望遠鏡将来装置計画の検討 | 7 |
| 1.2 | すばる望遠鏡 次世代広視野 AO システム | 8 |
| 1.2.1 | 地表層補償光学系 (GLAO) | 8 |
| 1.2.2 | 多天体補償光学系 (MOAO) | 8 |
| 1.3 | 近赤外線新装置 | 9 |
| 1.4 | 広視野 AO+新装置によるサイエンス | 9 |
| 1.4.1 | 銀河形成・進化研究: 近赤外線大規模サーベイで明らかにする銀河史の全貌 | 9 |
| 1.4.2 | 狭帯域撮像 | 10 |
| 1.4.3 | 広視野近赤外線装置+GLAO による銀河系中心方向の観測 | 10 |
| 1.5 | TMT (Thirty Meter Telescope) とのシナジー | 10 |
| 1.6 | 開発計画 | 11 |
| 1.6.1 | 推進体制と経費 | 11 |
| 1.6.2 | スケジュール | 11 |
| 2 | すばる望遠鏡 次世代 AO によるサイエンス | 13 |
| 2.1 | 遠方銀河の近赤外線大規模サーベイで解明する銀河形成の全貌 | 14 |
| 2.1.1 | 銀河進化研究の現在 | 14 |
| 2.1.2 | 大局的星形成史・星質量集積史 | 14 |
| 2.1.3 | 銀河内外のガス運動の探究 | 17 |
| 2.1.4 | 観測提案 | 19 |
| 2.2 | 狭帯域撮像による $z > 7$ Ly α 輝線銀河の探査 | 22 |
| 2.2.1 | イントロダクション | 22 |
| 2.2.2 | 検出限界の推定 | 22 |
| 2.2.3 | 検出期待数の推定 | 24 |
| 2.3 | すばる次世代補償光学を用いた銀河の環境効果解読 | 26 |
| 2.3.1 | イントロダクション | 26 |
| 2.3.2 | すばる次世代補償光学で広がる「銀河環境学」 | 27 |
| 2.3.3 | AO および観測装置の仕様 | 30 |
| 2.4 | AO 面分光で探る、原始銀河内部構造の進化 | 32 |
| 2.4.1 | 背景 | 32 |
| 2.4.2 | サンプル | 34 |
| 2.4.3 | 観測手法 | 35 |
| 2.4.4 | AO および観測装置の仕様 | 37 |
| 2.5 | 活動銀河核: 銀河合体による超巨大ブラックホール成長の観測的研究 | 40 |
| 2.5.1 | イントロダクション | 40 |
| 2.5.2 | AO および観測装置の仕様 | 40 |
| 2.6 | 次世代広視野補償光学系で探る超遠方銀河アウトフロー | 43 |
| 2.6.1 | 銀河アウトフローを研究する意義 | 43 |
| 2.6.2 | アウトフロー研究の現状と測定方法 | 43 |
| 2.6.3 | 補償光学系付き広視野多天体分光で解き明かす超遠方銀河アウトフロー | 44 |
| 2.6.4 | AO および観測装置の仕様 | 45 |
| 2.7 | 系外銀河における IMF の研究 ～系内研究の視点による直接導出～ | 47 |

| | | |
|----------|---|-----------|
| 2.7.1 | イントロダクション | 47 |
| 2.7.2 | Proposed Science | 48 |
| 2.7.3 | AO および観測装置の仕様 | 50 |
| 2.8 | すばる AO による銀河考古学 | 51 |
| 2.8.1 | はじめに | 51 |
| 2.8.2 | 銀河系球状星団について | 51 |
| 2.8.3 | すばる AO による銀河系中心方向球状星団の観測とその意義 | 53 |
| 2.8.4 | AO および観測装置の仕様 | 54 |
| 2.9 | Subaru でもアストロメトリ@銀河系中心 | 56 |
| 2.9.1 | イントロダクション | 56 |
| 2.9.2 | 広視野 AO で期待されるサイエンス | 57 |
| 2.9.3 | 銀河系中心の観測とアストロメトリに必要な精度 | 59 |
| 2.9.4 | AO および観測装置の仕様 | 61 |
| 2.9.5 | 銀河系中心アストロメトリの歴史 | 62 |
| 2.10 | Near-IR Wide Field Narrow Band Imaging Surveys of Jets in Star Forming Region with GLAO | 64 |
| 2.10.1 | BACKGROUND | 64 |
| 2.10.2 | NIR NARROW BAND FILTER SURVEY | 64 |
| 2.10.3 | AO および観測装置の仕様 | 65 |
| 2.11 | 次世代広視野 AO を用いた系外惑星の観測 | 66 |
| 2.11.1 | これまでの系外惑星観測 | 66 |
| 2.11.2 | 浮遊惑星 | 67 |
| 2.11.3 | 系外惑星の直接撮像 | 68 |
| 2.11.4 | 広視野 AO を用いた高感度観測 | 68 |
| 2.11.5 | その他の惑星検出法と広視野 AO | 71 |
| 2.11.6 | AO および観測装置の仕様 | 71 |
| 2.12 | Science Summary: System Requirements | 73 |
| 3 | Next-Generation AO Simulation Study | 75 |
| 3.1 | すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:地表層補償光学系の場合 | 76 |
| 3.1.1 | 大気ゆらぎモデル | 76 |
| 3.1.2 | シミュレーション・コードの比較 | 77 |
| 3.1.3 | シーイングのシミュレーション | 78 |
| 3.1.4 | 光子数 | 79 |
| 3.1.5 | GLAO シミュレーションの設定 | 82 |
| 3.1.6 | GLAO シミュレーション: 理想的な場合 | 83 |
| 3.1.7 | GLAO シミュレーション: 現実的な場合 | 84 |
| 3.1.8 | 可変副鏡の GLAO 以外への活用 | 86 |
| 3.1.9 | 地表層補償光学系 (GLAO) シミュレーションのまとめ | 88 |
| 3.2 | すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:多天体補償光学系の場合 | 93 |
| 3.2.1 | 多天体補償光学系のシミュレーションの設定 | 93 |
| 3.2.2 | シミュレーションの結果 | 93 |
| 3.2.3 | Tip-Tilt 成分に関する考察 | 95 |
| 3.2.4 | 多天体補償光学系 (MOAO) シミュレーションのまとめ | 96 |
| 3.3 | GLAO による $z \sim 2$ 銀河の撮像シミュレーション | 101 |
| 3.3.1 | イントロダクション | 101 |
| 3.3.2 | $z \sim 2$ 銀河の撮像シミュレーション | 101 |
| 3.3.3 | GLAO による $z \sim 2$ 銀河形態研究の可能性 | 104 |
| 3.3.4 | AO および観測装置の仕様 | 104 |
| 3.4 | 遠方銀河の分光観測シミュレーション | 106 |
| 3.4.1 | イントロダクション | 106 |
| 3.4.2 | 感度の推定 | 106 |
| 3.4.3 | シミュレーション用サンプル銀河 | 107 |
| 3.4.4 | シミュレーションのセットアップ | 108 |
| 3.4.5 | シミュレーションの結果 (1) 銀河内のガスの運動 | 109 |

| | | |
|----------|---|------------|
| 3.4.6 | シミュレーションの結果 (2) Passive 銀河の分光 | 111 |
| 3.4.7 | シミュレーションの結果 (3) 遠方銀河中心の巨大ブラックホールの検出 | 112 |
| 3.4.8 | 議論: 観測装置への要求と観測戦略、他の望遠鏡との比較・相補性 | 113 |
| 3.4.9 | AO および観測装置の仕様 | 115 |
| 4 | System Study for Subaru Next-Generation AO | 117 |
| 4.1 | すばる次世代 AO の候補比較 | 117 |
| 4.2 | 基本仕様 | 119 |
| 4.3 | 次世代 AO システムに共通する技術課題 | 120 |
| 4.4 | すばる望遠鏡のインターフェース | 120 |
| 4.5 | すばる GLAO システムの検討 | 121 |
| 4.6 | GLAO の運用 | 122 |
| 4.7 | すばる望遠鏡 GLAO システムの発展 | 122 |
| 5 | Instruments for Subaru Next-Generation AO | 123 |
| 5.1 | すばる次世代 AO 用観測装置の科学的要求に基づく要件 | 123 |
| 5.2 | 広視野近赤外線観測装置 光学系検討 | 124 |
| 5.2.1 | 検討のスコープ | 124 |
| 5.2.2 | (A) 既存の望遠鏡光学系パラメータを変更しない場合 | 124 |
| 5.2.3 | (B) すばる望遠鏡の副鏡を変更する場合 | 129 |
| 5.2.4 | 広視野装置光学系検討:まとめと今後の検討課題 | 133 |
| 5.3 | その他の観測装置機能 | 134 |
| 6 | Development Plan | 135 |
| 6.1 | プロジェクトのスタートにあたり | 135 |
| 6.2 | 開発体制 | 135 |
| 6.3 | 開発経費 | 136 |
| 6.4 | 開発予算 | 136 |
| 6.5 | 開発計画とスケジュール | 137 |
| 7 | Action Items | 139 |
| 7.1 | キーサイエンスの検討 | 139 |
| 7.2 | システムデザインとデザインレビュー | 139 |
| 7.3 | システムデザイン後の予定 | 140 |

Acronyms

| | |
|----------|--|
| AGN | Active Galactic Nucleus |
| AO | Adaptive Optics |
| ASM | Adaptive Secondary Mirror |
| DM | Deformable Mirror |
| ExAO | Extreme Adaptive Optics |
| FoV | Field-of-View |
| FWHM | Full Width at Half Maximum |
| GC | Galactic Center |
| GLAO | Ground-Layer Adaptive Optics |
| HST | Hubble Space Telescope |
| IMF | (Stellar) Initial Mass Function |
| JWST | James Webb Space Telescope |
| LAE | Lyman α Emitter |
| LBG | Lyman Break Galaxy |
| LGS | Laser Guide Star |
| LGSAO188 | Subaru 188-element laser-guide-star adaptive optics system |
| LTAO | Laser Tomography Adaptive Optics |
| MAOS | Multi-Thread Adaptive Optics Simulator |
| MCAO | Multi-Conjugate Adaptive Optics |
| MOAO | Multi-Object Adaptive Optics |
| MOS | Multi-Object Spectroscopy |
| NBF | Narrow-Band Filter |
| NGS | Natural Guide Star |
| NFIRAOS | Narrow-Field Infrared Adaptive Optics System |
| PSF | Point Spread Function |
| SDSS | Sloan Digital Sky Survey |
| SED | Spectral Energy Distribution |
| SMBH | Super-Massive Black Hole |
| TMT | Thirty-Meter Telescope |
| TTGS | Tip/tilt Guide Star |
| WFE | Wavefront Error |
| WFS | Wavefront Sensor |
| WISH | Wide-field Imaging Surveyor for High-redshift |

Chapter 1

Executive Summary

1.1 背景: すばる望遠鏡将来装置計画の検討

すばる望遠鏡は 1999 年のファーストライト、2000 年の共同利用開始以来様々な天文学の領域において従来の知見を大きく更新する優れた成果を挙げてきた。

世界には 8m 級の望遠鏡は既に多数存在しているが、すばる望遠鏡には、高度な制御技術とマウナケアの良好な環境による優れた像質と、主焦点にとりつける広視野観測装置 (Suprime-Cam, FMOS) という、他に類をみない特徴がある。また、4つの焦点に多彩な観測装置を備え、様々な観測の要求に応えられるシステムとなっていることも大きな特徴である。

ハワイ観測所と日本の光赤外天文学コミュニティは、すばる望遠鏡 第一期観測装置に加え、MOIRCS、AO188、FMOS など新たな観測装置の開発、運用を行ってきた。なかでも AO188 は高い大気ゆらぎ補正能力をもち、IRCS、HiCIAO 等と組み合わせた観測で活躍している。また LGS の導入により観測可能な天域が広がり、特に系外銀河の観測が盛んに行われるようになった。

今後もすばる望遠鏡が優れた成果を挙げ続けるためには、その特徴を活かした観測装置の開発が欠かせない。すばる望遠鏡の将来装置の在り方については、すばる小委員会が主導してまとめた提言書¹(2009 年 3 月) に以下の候補が挙げられていた:

1. 超広視野可視光カメラ
2. 広視野多天体分光器
3. 広視野近赤外線カメラ
4. 近赤外線面分光装置

これらのうち (1) については、Hyper Suprime-Cam が 2012 年内のファーストライトを目指しコミッションングフェーズに入っている。(2) については、かつて WFMOS として検討された成果をもとに、仕様を更新した PFS(Prime Focus Spectrograph) が、IPMU を中心とする国際協力で検討されている。一方、(3)、(4) はその重要性が以前からよく認識されているものの、具体的な装置計画としてこれまで検討が十分に進んでこなかった。

ハワイ観測所では、このすばる小委員会の提言に呼応する形で、将来装置の検討を進めてきた。その中で、広視野の補償光学 (Adaptive Optics; AO) 装置とそれに対応する広視野近赤外線装置が有力な候補の一つとして認識された。そこで、このような新装置の実現性をより具体的に検討するため、観測所外のメンバーにも加わって頂き、すばる望遠鏡次世代 AO 検討ワーキンググループ (以下 ngAOwg) を 2011 年 1 月に組織して、技術検討、サイエンス検討を開始した。さらにコミュニティから幅広いサイエンスへの可能性を掘り起こすため、2011 年 9 月に、大阪大学においてすばる望遠鏡次世代 AO ワークショップ² を開催し、広視野 AO で可能になるサイエンスについて発表、議論を行った。

本検討報告書は、このワーキンググループでの検討と、サイエンスワークショップでの発表 (その後の検討も含む) をまとめたものである。

¹http://www.naoj.org/Science/SACM/sacreport/SAC_teigen_2008.pdf

²ワークショップ web ページは <http://www.naoj.org/Projects/newdev/ws11b/>

1.2 すばる望遠鏡 次世代広視野 AO システム

広視野 AO システムにはその実装方法と特徴によっていくつかのバリエーションがある (Section 4.1 参照) が、主として ngAOwg において検討されたのは、

1. 地表層補償光学系 (Ground-Layer AO; GLAO)
2. 多天体補償光学系 (Multi-Object AO; MOAO)

の二種類である。

GLAO は 10 分角を超える視野全体にわたって像質を改善する技術である。個々の天体に対する補正性能は限定されるが、従来の AO よりも格段に広い天域で観測が可能になる。

一方 MOAO は、視野全体を補正するのではなく、ターゲット領域内の複数の天体に対し AO による補正をかける方法である。

ngAOwg では、すばる望遠鏡でこれらの AO を実装した場合に実現が期待される性能を、数値シミュレーションを用いて評価した (Chapter 3)。

1.2.1 地表層補償光学系 (GLAO)

可変副鏡を用いた GLAO のシミュレーションについて Section 3.1 にて記述している。主な検討結果は以下の通りである:

- 典型的なシーイング条件下 (K -band で FWHM $\sim 0.4''$) では、GLAO によって K -band で FWHM $0.2''$ が達成される
- 点源に対する Ensquared Energy は 1.5–2 倍程度のゲインがある
- 視野直径 $20'$ にわたって、ほぼ一様な補正性能が達成される。視野は望遠鏡および観測装置の機械的・光学的制約から決められることになる
- Tip-Tilt ガイド星の明るさ 18 等 (現行の AO188 の限界等級) まで大きな性能の劣化はない。すなわち、Sky Coverage は現行の AO188/LGS と同程度と期待される

マウナケアではシーイングに占める地表層の割合が高いと考えられていることもあり、シミュレーションではすばる望遠鏡での GLAO は優れた性能を発揮できると期待されることが分かった。また、可変副鏡による明るい天体のオンソース補正は、AO188 と比べても高い補正性能が期待されることも明らかになった。

1.2.2 多天体補償光学系 (MOAO)

MOAO のシミュレーションについて Section 3.2 にて記述している。主な検討結果は以下の通りである:

- 6 個のレーザーガイド星を用いる場合、半径 $3'$ 程度のターゲット領域の中で天体を選択すれば GLAO よりも高い補償性能が発揮できる
- 高い性能を達成するためには Tip-Tilt 補正のための自然ガイド星も十分小さい間隔で存在する必要があるため、Sky Coverage は小さい可能性がある

このように、GLAO と MOAO について、すばる望遠鏡に搭載した場合に現実的な条件で期待される性能が明らかになった。MOAO は、複数の天体に対して高い補償性能を実現できる技術であるが、8m 級望遠鏡では十分な性能を発揮できるターゲット領域が限定されることが分かった。MOAO は 30m 級望遠鏡で実現できれば非常に強力な機能である。一方 GLAO は、ELT では容易に実現できない非常に広い視野での良いシーイング条件での観測を可能にするものであり、ELT との相補性という観点でも高い価値をもつと考えられる。よって ngAOwg としては、可変副鏡を用いた GLAO がすばる望遠鏡次世代広視野 AO の最有力候補であると考えている。

すばる望遠鏡の次世代 AO システムとしては、地表層補償光学系 (GLAO) が最も強力な候補である。典型的なシーイング条件で、FWHM $\sim 0.2''$ @ K -band が 10 分角以上の広い視野で達成される。

1.3 近赤外線新装置

GLAO では視野直径 20' まで一様な補正性能が得られる見通しである。現在すばる望遠鏡で活躍する近赤外線撮像・多天体分光装置である MOIRCS の視野は $4' \times 7'$ であり、GLAO の能力を活かしきるためには、新たな広視野観測装置の開発が欠かせない。しかし、近赤外線観測装置は特殊な光学素子、冷却の必要、検出器の価格などのため、可視光装置より格段に広視野化が困難である。ngAOwg では、すばる望遠鏡カセグレン焦点に搭載する近赤外線装置としてどの程度まで広視野化が可能かを探るため、まず光学系の検討を行った (Section 5.2)。その結果、既存の副鏡と同じパラメータを使用した場合で直径約 13'、望遠鏡の光学系パラメータを変更し更なる広視野化を図った場合には直径約 16' まで高い結像性能を持った光学系が可能であることが分かった。8m 級望遠鏡にこのような広い視野をもつ近赤外線装置はほかには存在しないうえ、GLAO による像質の改善が達成できれば、非常に強力な装置となるであろう。

さらに、サイエンス検討からは、面分光機能の重要性が指摘されている。ひろがった天体の内部構造を分解して分光する面分光機能は、特に銀河進化研究において重要な観測手法になっている。現在他の望遠鏡の装置 (VLT/SINFONI, Keck/OSIRIS, Gemini/NIFS) で行われている AO と組み合わせた面分光観測に比べると、GLAO による像質改善で達成される空間分解能は落ちるが、広い視野の中の多数の天体に対して面分光観測を行う機能が実現できれば、類をみない極めてユニークな観測装置となる。

なお、GLAO は $0.6\mu\text{m}$ より長い可視域でも補正性能をもつため、可視域で GLAO を活かした装置も検討に値する。また、従来の AO よりも光学系点数が減少することで背景光が抑制できると期待されるので、 $> 2\mu\text{m}$ の熱的赤外線の観測にも有効である。

視野直径 13'–16' を実現する光学系設計が得られた。GLAO+広視野近赤外線装置により、従来の観測を超えた高い品質の広視野データがもたらされる。特に、多天体面分光+GLAO の装置は世界で類をみない特徴的な装置案である。

1.4 広視野 AO+新装置によるサイエンス

1.4.1 銀河形成・進化研究: 近赤外線大規模サーベイで明らかにする銀河史の全貌

すばる望遠鏡をはじめとする 8–10m 級望遠鏡や 4m 級サーベイ望遠鏡、HST を始めとする宇宙望遠鏡などの活躍によって、宇宙が現在の $1/10$ の年齢にも満たない時代から現在に至るまでの銀河の観測が進められ、宇宙における大局的な銀河形成の歴史が明らかになってきた。宇宙年齢約 20–50 億年 ($z \sim 1-3$) の時代に宇宙全体としての、あるいは個々の銀河の平均的な星形成量はピークに達し (銀河の「激進化」時代)、その後ゆるやかに星形成活動は減退してきた。この間に個々の銀河の恒星質量は増え続け、同時に楕円銀河、渦巻き銀河といった現在の宇宙にみられる銀河の形態が発現してきた。また、同時に銀河中心部の超巨大ブラックホールも、より大きいスケールでの星形成活動と密接にリンクした進化を経てきたことが明らかになりつつある。しかし、このような大局的な銀河形成の歴史の背後で何が星形成活動を支配し、銀河の形態を決定していくのか、その物理過程については未解明の部分が極めて多い。これは、技術的な制約としては、遠方銀河は「点」として観測できるとどまり、その内部でどのような物理が働いているかを直接観測することができなかったことに大きな問題があった。近年の補償光学と面分光装置技術の発達によって、遠方銀河における内部構造を分解した観測が可能になりつつある。

撮像観測では、銀河の形態の情報 (サイズ、輝度プロファイルのパラメータ、非対称性、色分布など) を知ることができる。GLAO による撮像観測のシミュレーション (Sec. 3.3) では、特に銀河の有効半径の測定について、従来の観測よりも暗い中小質量の銀河まで測定が可能になることが分かった。質量の異なる多数の銀河について、様々な時代の銀河を調べることで、星質量の蓄積と銀河サイズ、形態の進化のパスを描き出すことが期待できる。また、宇宙望遠鏡とは異なり、必要に応じた狭帯域フィルタを追加して観測できることも大きな強みである。対象の赤方偏移した輝線にあわせた狭帯域フィルタによって多数の銀河の星形成活動をマッピングする観測が期待できる。

分光観測では、星形成量、ダスト量、金属量、ガスの運動状態、銀河間空間へのアウトフローの様子など、極めて豊富な情報を得ることができる。特に、面分光観測を行うと、空間 2 次元+波長方向の 3 次元データを効率良く取得できる。既に 8–10m 級望遠鏡で $z \lesssim 3$ の銀河の面分光による観測が進められているが、これまでの観測は活発な星形成を行っている明るい銀河に集中してきた。また従来の装置では面分光観測は一度に 1 つの天体に対してしか行うことができなかつたため、サンプル数は限定されており、統計的な議論を行うに至っていない。大幅にサンプル数を増やすことは、望遠鏡時間のコストからみて今後も容易ではないと考えられる。そこで、上述したような GLAO と組み合わせた超広視野近赤外線装置で、多数の天体に対して一度に面

分光観測を行うことが可能になれば、世界に類を見ない強力な観測機能を持つことになる。新装置の視野あたり数十から百個程度の対象銀河が存在するので、multiplicity を上げればあげるほど効率的な観測が可能である。また、銀河の進化はその存在する環境に大きく依存することが知られているが、銀河団/原始銀河団をその周縁部まで含めて観測することで、環境効果が個々の銀河の進化にどのように影響を与えるかを系統的に調査することが可能になる。これは広い視野をもつ GLAO+新装置の強みを非常によく活かす観測となるだろう。 $z \sim 1-3$ の銀河の大規模な(面)分光サーベイプログラムを実施することで、はじめて「激進化」時代の銀河の解剖学は、統計的な議論が可能なレベルにまで到達できると期待される。

2020 年代初頭にこれを実現すれば、すばる望遠鏡が達成するレガシーサイエンスとして、世界に唯一の非常に強力な成果となりうるであろう。

1.4.2 狭帯域撮像

狭帯域フィルタによる撮像によって、特定の赤方偏移の輝線を探索することができる。地球大気の OH 夜光との重なりが少ない波長域を狙えば、特に深い観測が可能になる。Section 2.2 では、狭帯域フィルタ撮像観測で、 $z > 7$ の Lyman α 輝線銀河を探索する場合に期待される検出数を議論している。従来のすばる望遠鏡の主焦点カメラを使った探索は、遠方宇宙の銀河の発見において世界をリードしてきたが、既に可視光装置での探索の限界に達している。今後さらに遠方の銀河を見つけ、宇宙再電離過程の探究を進めるためには、広視野近赤外線カメラでの探索が必要である。このほか、H α 輝線銀河の系統的探索など、狭帯域フィルタ撮像には様々なアプリケーションが考えられる。対象の赤方偏移に応じて新たなフィルタを製作、装着できるのも地上望遠鏡ならではの利点であると言える。

1.4.3 広視野近赤外線装置+GLAO による銀河系中心方向の観測

広視野近赤外線装置+GLAO で格段の進展が期待されるサイエンスケースの一つとして、銀河系中心方向のサイエンスが挙げられる。本検討報告書では、銀河考古学の観点 (Sec. 2.8)、およびアストロメトリの観点 (Sec. 2.9) からの提案が述べられている。

銀河系中心方向の球状星団はハローのそれとは異なる性質をもつ可能性があり、かつ矮小銀河の合体を経たバルジ形成に関する情報を得られる貴重なプローブである。銀河系中心方向は星間吸収が大きく近赤外線観測が必須で、近年探索が進みつつあるものの、金属量、年齢、内部構造など、銀河系中心方向の球状星団の性質の包括的な探究には至っていない。GLAO でアシストされた広視野・好条件の撮像観測によって個々の球状星団の金属量、年齢等を明らかにし、かつ分光観測によってその空間分布を明らかにすることで、バルジの動力学、ひいては暗黒物質分布にも強力な知見をもたらすことが期待できる。

Nuclear Star Cluster は銀河系中心の超巨大ブラックホールと銀河系バルジとの共進化を探る上での鍵となりうる天体である。また、銀河系中心近傍に存在する若い星の起源の候補である星団の残骸の探索や、Hyper-velocity stars と呼ばれる 1,000 km/s に近い速度で飛び回る星の起源を明らかにすることで、超巨大ブラックホールの存在を明らかにする研究などには広視野 AO でのアストロメトリが適している。従来 VLT や Keck で銀河系中心のアストロメトリの精力的な研究が行われてきたが、超巨大ブラックホール近傍の非常に狭い領域に限られている。上記の研究はすばる望遠鏡での独自の展開を可能にするものである。

このように、広視野近赤外線装置(撮像、多天体分光、多天体面分光)と広視野 AO による観測は、様々な天体現象の研究に新たな扉を開くと期待できる。詳しくは Chapter 2 での報告を参照して頂きたい。

1.5 TMT (Thirty Meter Telescope) とのシナジー

本計画が実現し本格的な科学観測が開始されるのは 2010 年代末から 2020 年代初頭と考えられる。これは、TMT 等の超大型地上望遠鏡 (ELT) がファーストライトを迎えると期待される時期である。ELT はその口径による集光力と空間解像力 (AO によりシーイング限界を超えた空間解像力を得ると期待される) によって、8-10m 級望遠鏡をはるかに超える感度を達成すると期待され、それによって従来の観測では見ることができなかった微弱な天体からの信号をとらえ、天体の内部構造を詳らかにすることが可能になる。ELT によるこのような観測は、8-10m 級望遠鏡などによって得られてきた人類の宇宙に対する知見をさらに深めるために不可欠である。一方で、装置と AO への制約から、ELT では広い視野を確保することが容易ではない。8-10m 級望遠鏡は、ELT が稼働する時代にあっては、ELT にできない観測を行い相補的な効果を挙げることが大切であり、すばる望遠鏡の可視域の新装置(計画)である HSC、PFS といった広視野のカメラ、分光器は、この観点から高い意義をもつと言える。赤外線観測においても、TMT と相補的な役割を果たし得る広視野の観測装置を整備

1.6. 開発計画

することは、すばる望遠鏡が2020年代以降も高い価値を有する科学上の発見を続け、かつTMTによるさらに詳細な観測に供給する天体サンプルを形成する上でも、是非とも必要なものである。

TMT時代におけるすばる望遠鏡の役割として、広視野装置によるサーベイ観測は大きな柱である。近赤外線領域での広視野装置の整備は、TMTとの連携・相補性という観点からも高い意義があり、すばる望遠鏡が2020年代以降も活躍する上で是非必要である。

1.6 開発計画

開発計画については Chapter 6 にて記述している。

1.6.1 推進体制と経費

これまで本計画の検討を進めてきたすばる望遠鏡次世代 AO 検討ワーキンググループ (ngAOwg) を核として、ハワイ観測所スタッフはもとより、日本国内および海外の研究者、組織と協同して推進する考えである。

観測装置は大型化、複雑化しており、開発にかかる予算、期間も増大している。TMT の建設期に同時に進めることになることを考えると、人的資源の確保にも困難が予想される。本計画の推進にあたっては、日本国内の光赤外天文学コミュニティにおいて、TMT 時代におけるすばる望遠鏡のあり方についてのコンセンサスを形成し、すばる望遠鏡が2020年代以降に果たす役割、そのために必要な開発を明確に定義して、その中に位置づけることが大切である。

本計画を進めるためには、国内、国外の機関との共同は必須であると考えられる。従来すばる望遠鏡は多くの観測装置を擁して多様な科学的要請に応え優れた成果を挙げてきたが、今後はコストの削減のために装置の数を絞り込み効率的な運用を目指すことは避けられないであろう。一方すばる望遠鏡と同じマウナケアにある Gemini 望遠鏡では、GLAO の検討を我々よりも数年先行して進めてきており、既に協力について話し合いを始めている。開発予算については、競争的資金、具体的には科研費を核として、国際的な協同体制を確立して確保するべきであると考えている。

1.6.2 スケジュール

TMT の本格的な運用に先立って観測を開始し、TMT での個々の天体のより詳細な観測へとつないでいくことが重要である。そのため、2020 年にはサイエンス運用を開始したい。これは、推進体制を確立することで実現可能なタイムスケールである。

Chapter 2

すばる望遠鏡 次世代 AO によるサイエンス

本章では、すばる望遠鏡 次世代 AO システムを用いて行う科学研究について説明する。次世代 AO システムとして現在検討している、可変副鏡を用いた地上層補償光学システム (GLAO) は、次のような特徴を持つ (詳しくは 4 章を参照のこと) :

- 地球大気ゆらぎのうち地表層部分を推定・補正することで、広い視野にわたってナチュラルシーイングでの観測よりも改善された天体像を得ることができる。このことは、よりシャープな天体像が得られることを意味するだけでなく、星のような点源に近い天体の観測においては感度の大幅な向上が期待できることも意味している。ただし、個別の天体に対する像質の改善は、従来の補償光学システムに比べると限定的である。
- 可変副鏡を採用することで、従来の補償光学に比べて光学系の点数を減らすことができる。このことから、特に望遠鏡および観測装置の熱的輻射が検出限界に強く作用する長波長 ($2\mu\text{m}$ よりも長い波長) での観測において、感度向上が期待できる。

すばる望遠鏡次世代 AO システムを用いた科学研究を検討する上では、上記のような特徴を踏まえた戦略を立てることが必要である。すばる望遠鏡ではこれまで、主焦点観測装置 (Suprime-Cam、FMOS) や MOIRCS のような、他の 8–10m 級望遠鏡にはない広視野の観測装置を用いた研究が大きな成果を挙げてきた。GLAO とその広視野を活かした観測装置は、このようなすばる望遠鏡の特長をさらに強化するものであると言えよう。

以下では、2011 年 9 月に行った「すばる望遠鏡次世代 AO ワークショップ」¹ で発表して頂いたサイエンスケースを中心に、その後の検討も踏まえて、次世代 AO システムで展開が期待される科学研究について紹介する。

¹ワークショップ web ページは <http://www.naoj.org/Projects/newdev/ws11b/>

2.1 遠方銀河の近赤外線大規模サーベイで解明する銀河形成の全貌

Ikuru Iwata¹, Yosuke Minowa¹, Subaru Next-Gen AO Working Group

¹ Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan, 650 North Aohoku Place, Hilo, HI 96720, USA

2.1.1 銀河進化研究の現在

20世紀末から21世紀初頭にかけて、すばる望遠鏡をはじめとする大型地上望遠鏡や、ハッブル宇宙望遠鏡などのスペース望遠鏡によって、宇宙のこれまでの歴史のおよそ9割に相当する時間の銀河を直接観測することが可能になった。遠方銀河は見た目が暗く、現在観測できているものは明るい銀河に限定されているものの、大局的銀河進化史が徐々にその姿を明らかにしつつある。例えば、宇宙における大局的な星形成の歴史が分かってきた。ダストに隠された星形成の割合の見積りなど不定性はまだあるものの、おおまかには、ビッグバンから10億年未満の時代から銀河の形成=星形成活動が始まり、急激に宇宙における星形成密度は上昇して、20–30億年後(現在から約100–110億年前、赤方偏移にして $2 \lesssim z \lesssim 3$)にはピークに達し、その後現在まで徐々に低下してきたことが明らかになっている。一方、星形成の結果生まれた星の量を静止系近赤外線の光量(寿命の長い低質量星の量を反映していると考えられる)から推定することで、宇宙の各時代での星質量の密度も測定され、ガスから星への変換の時間的推移も描き出されるようになってきた。

しかし、現在の宇宙にある多様な銀河がいかにしてできたかを語るためにはまだ多くの未解明の課題がある。宇宙全体での大局的な質量分布は、重力のみに支配されるダークマターの質量分布に主に支配されていると考えられるが、バリオン(ガスと恒星)で見る宇宙の進化はより複雑である。銀河間空間からのガスの降着、銀河同士の合体による質量の増加、星間ガスの収縮・崩壊による星形成、ダストの形成と進化、恒星活動による銀河内部ガスおよび銀河間空間へのフィードバック、銀河中心の巨大ブラックホールの形成と星形成活動との関係、バルジおよび銀河ディスクの形成など、多様なプロセスが絡み合っただけでなく、銀河は進化していく。これまでの観測でこれらのプロセスの一部は垣間見えるようになってきたが、これらのプロセスの役割を位置づけ、現在の銀河世界に至る道筋を明らかにすることが必要である。

このような銀河進化史の全貌を明らかにするうえで、すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系とそれを活かした近赤外線新装置がどのような役割を果たし得るのか。ここでは、これまでの観測的研究で見えてきた銀河進化史を概観し、未解明の問題に対し次世代補償光学系と新装置がどのようなアプローチで迫り得るかを議論する。

2.1.2 大局的星形成史・星質量集積史

これまでの研究

遠方銀河($1 \lesssim z \lesssim 3$)を研究するためのサンプル形成は、可視光観測に基づくサンプル(静止系紫外線; 例えば Lyman Break Galaxies)、可視光及び近赤外線での観測に基づくサンプル(静止系紫外線-可視光; 例えば BzK galaxies)、赤外線・サブミリ波での観測に基づくサンプル(例えば sub-mm galaxies (SMGs))などがある。それぞれのサンプルは異なる特徴をもっており、重複はあるものの、観測的限界から遠方宇宙の銀河の異なる一部をそれぞれが見ていると考えるべきであろう。一方、多波長の観測データから SED テンプレートとの比較を通じて星種族構成と赤方偏移を推定する photometric redshift サンプルは、対象とする赤方偏移の銀河を観測的限界の範囲で網羅的に捉えることができる可能性がある。

静止系可視光の長波長側($> 7,000\text{\AA}$)から近赤外線での観測は、主に寿命の長い低質量の星からの光をトレースしていると考えられ、星形成にともなう銀河内の星質量集積史を調べるという観点から、最も完全性・均質性の高いサンプルとなり、これを用いた統計的研究を可能にする。4m級および8–10m級望遠鏡での近赤外線サーベイおよび同じ天域の多波長観測に基づく研究がこれまで多数行われてきた。

すばる望遠鏡では、MOIRCSを使ったMOIRCS Deep Survey (MODS)が実施され、これまでにない非常に深くかつ広い天域(100 arcmin², 25–26 AB mag. in J, H, K_s)のサーベイを実施した(Kajisawa et al. 2011)。

2.1. 遠方銀河の近赤外線大規模サーベイで解明する銀河形成の全貌

GOODS-N での HST/ACS や Spitzer/IRAC, MIPS での観測と組み合わせた多波長データセットが構築され、*Ks*-band selected のサンプルに対して photometric redshift を推定したカタログが作成された。このカタログを使って、星質量関数の進化 (Kajisawa et al. 2009)、星質量ごとにみた星形成活動の違い (Kajisawa et al. 2010)、星質量と表面輝度の相関 (Ichikawa et al. 2010) などが調べられた。また、GOODS-N での MODS では *BzK* selection による銀河の分光観測も含めた研究 (Yoshikawa et al. 2010) や $z \sim 1$ の赤外線超過銀河の形態の研究 (Konishi et al. 2011) なども行われている。MOIRCS では原始銀河団領域の観測 (Uchimoto et al. 2008, 2012; Tanaka et al. 2011) も行われており、近赤外線での深くかつ広いサーベイが遠方銀河の研究において極めて高いインパクトをもつことを如実に示した。

$z \sim 3$ までの銀河の星質量関数の進化を見ると、 $z \sim 3$ までに蓄積された星質量は現在の宇宙の 10% に満たず、 $z \sim 3$ から現在までに大半の星が形成されたことが分かる (Kajisawa et al. 2009)。

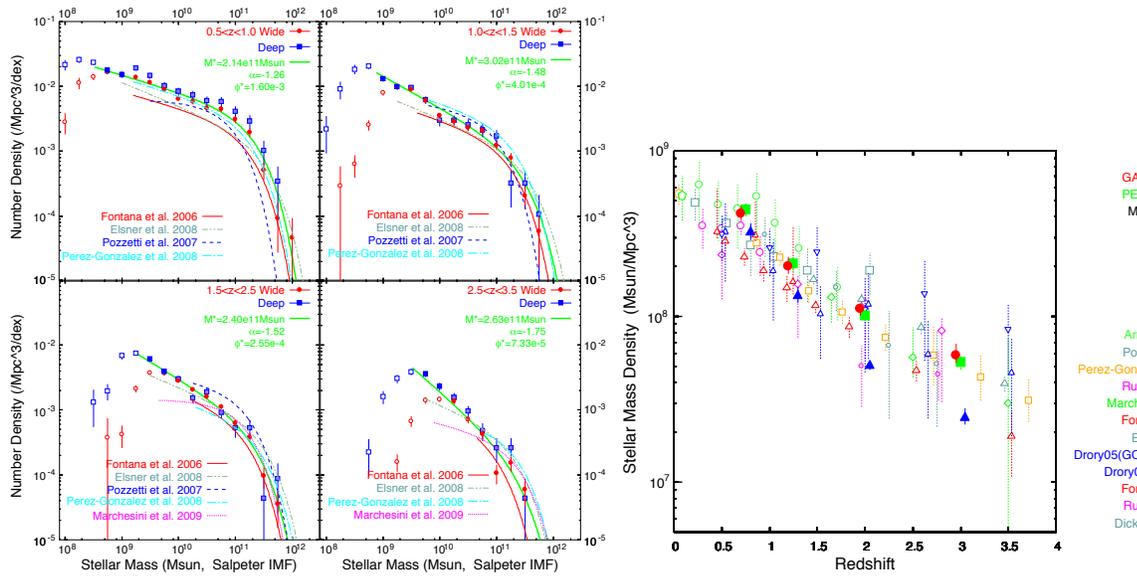


Figure 2.1: 星質量関数の進化と $z \sim 3.5$ から現在までの宇宙の平均的星質量密度の進化。星質量関数では顕著な数密度の進化が見られ、星質量関数の積分で得られる星質量密度が結果として時代をさかのぼるほど単調に小さくなっている。また、星質量関数の Massive end や $z \gtrsim 2.5$ では統計的な精度が十分でないことが見て取れる。Kajisawa et al. (2009) より。

星質量と星形成率には一般により重い銀河の方が星形成率が高いという相関が見られるが、 $z \sim 2$ の銀河では単位質量あたりの星形成率は現在の宇宙の銀河よりも 1 桁以上高い (e.g., Daddi et al. 2007)。また、星質量ごとに見ると、特に $z > 1$ では星質量の大きい銀河での星形成が現在よりも相対的に活発である (Kajisawa et al. 2010)。これは、宇宙における質量分布の特に集中した領域から星形成が活発になり早い時期に大質量の銀河が形成され、 $z < 1$ では星形成の主な舞台がより低質量の銀河へと遷移していく、いわゆる Downsizing (Cowie et al. 1996) の現れと解釈できるだろう。

ミリ波、サブミリ波望遠鏡の近年の性能向上は目覚ましく、 $z \sim 2$ の最も活発な星形成を行っている銀河からは CO 輝線が個別に検出できている (e.g., Tacconi et al. 2010)。それらの銀河は非常に豊富なガスを持っており、活発な星形成活動はバースト的というよりも持続的な星形成を行っていると考えられ、銀河間空間からの定常的なガスの降着を示唆している。今後 ALMA による観測などで、 $1 \lesssim z \lesssim 3$ の銀河の分子ガスの観測は一層進展するであろう。

このように $z \sim 3$ までの大局的な星形成の様子が次第に観測的に見えるようになってきたが、現在までのサーベイでは $z \sim 2-3$ の銀河についてはサンプル数がまだまだ少なく、かつ明るいものだけを見ている状態と言って良い。より高感度で、探査体積も広いサーベイが求められている。

次世代広視野補償光学系での展開

すばる次世代広視野補償光学系+新装置によるサーベイは、従来の 4m 級および 8-10m 級近赤外線観測装置によるサーベイから、以下の点で大きな飛躍を実現できる。

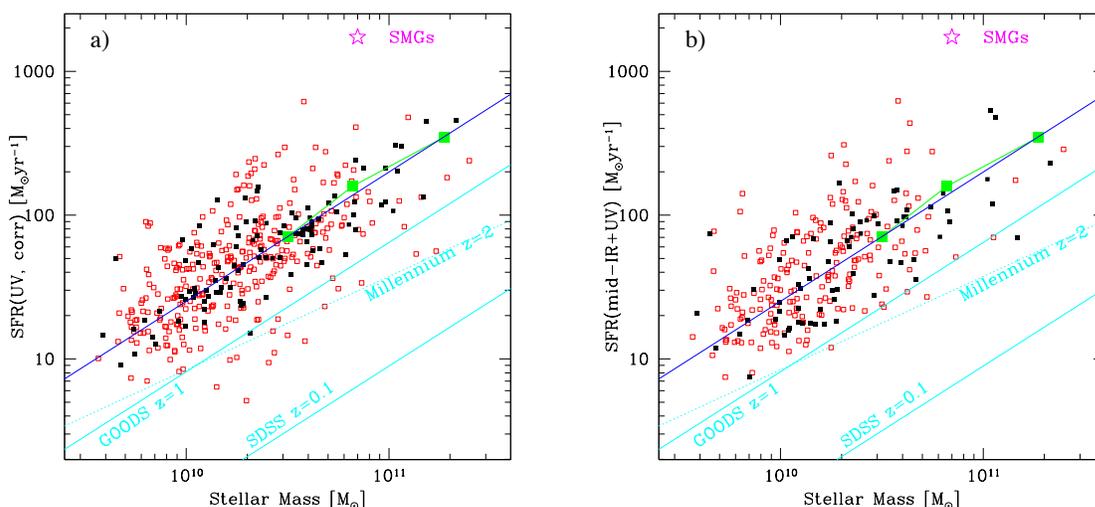


Figure 2.2: $z \sim 2$ の星形成銀河における星質量と星形成率の関係。左は静止系 UV 光の強度から、ダスト吸収を推定して補正した上で得た星形成率の場合。右は Spitzer MIPS による $24\mu\text{m}$ の観測を併せて星形成率を推定した場合。同じ質量で比べた場合、 $z \sim 0.1$ 、 $z \sim 1$ 、 $z \sim 2$ とさかのぼるほど星形成量が大きくなる。Daddi et al. (2007) より。

- 空間分解能の向上により、遠方銀河を「点」ではなく「面」でとらえることが可能に
- 広視野装置の実現で、サーベイ効率が大幅に向上する
- 特にスリット分光観測で感度が向上する

地表層補償光学系によって高い像質が安定して得られることは、大規模サーベイにおいて全体的な質の向上と観測効率の向上につながる。撮像観測では、MODS の最終的な画像の FWHM は $0.5''\text{--}0.6''$ であった。典型的に FWHM $0.2''$ のイメージが得られれば、およそ倍の空間分解能を達成することになる。 $0.2''$ はおよそ $1 \lesssim z \lesssim 3$ の銀河の effective radius ($1\text{--}3$ kpc) に相当する。これらの銀河は従来内部構造を議論できない「点」としてしか見えなかったが、中心部 / 周縁部を区別して星形成量、星種族やダスト量などのパラメータを議論することが可能になる。また、撮像観測のシミュレーションで示すように、銀河のサイズを正確に測ることが可能になる。これまで遠方銀河の形態の研究は、AO を用いた先駆的な研究 (例えば Minowa et al. 2005; Akiyama et al. 2008) を除けば、ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) での観測に頼っていた。しかし、HST では可視光と $1.6\mu\text{m}$ までの観測しかできない。 K -band まで含めることで、星質量をよりよくトレースできる静止系可視光の形態を $z \sim 3$ まで調べることが可能になる。次世代広視野補償光学系による撮像観測のシミュレーションについては Sec. 3.3 を参照して頂きたい。

ひろがった天体の感度については地表層補償光学系では大きな感度向上は期待できないが、遠方銀河の中にはコンパクトな中心核で活発な星形成を行っている銀河や、銀河のディスク内に存在するクランプで盛んな星形成活動が見られるケースが多い。シーイングの向上した観測はこれらの構造の研究をより行いやすくする。

さらに、広視野装置では、大規模サーベイの観測効率は面積の拡大分だけ向上することになる。例えば $15' \times 15'$ の視野の観測装置であれば、MOIRCS の約 8 倍の視野を持つことになるので、同じ観測時間、同じ深さまでの観測でもサンプル数を画期的に増やすことができる。特に数密度の低い静的な進化をしている銀河や数密度の低い、非常に明るい銀河などの性質を統計的に議論することに多に資することになる。

スリット分光観測においては、最も明るい銀河の中心部分を狙った多天体分光において、シーイング改善によってこれまでよりも細かいスリットでの観測でもコンパクトで面輝度の高い中心部分をとらえることが可能になる。背景光が抑制され、特に低分散分光観測では感度の向上が期待できる (分光観測シミュレーションを参照)。

2.1.3 銀河内外のガス運動の探究

これまでの研究

大規模な多波長サーベイに基づいた統計的研究と平行して、個々の遠方銀河の内部で何が起きているかに迫る観測的な取り組みも行われている。このような観測での鍵になるのは、銀河内のガスの運動状態や金属量などのパラメータである。

星形成活動およびそれに付随すると考えられる活動銀河核 (AGN) によるフィードバックプロセス (超新星爆発、恒星の輻射圧、星風、AGN からの輻射やジェットなど) は、星形成活動を抑制する機構として、また銀河内の金属汚染されたガスを銀河間空間に放出するプロセスとして極めて重要であると考えられる。これまでの観測でも Outflow は $z \sim 2-3$ の星形成銀河で普遍的に見られている (Pettini et al. 2001; Shapley et al. 2003; Steidel et al. 2010)。実際、宇宙論的な銀河進化モデルでは、これらのフィードバックを考慮しないと早い段階で恒星を作り過ぎてしまい星質量関数などの観測を再現できないことが知られている。一方、フィードバックはそれぞれの機構でその規模や時間スケールが異なっており、どのような機構が、どのような時期に、どのような銀河で卓越して作用しているかを明らかにすることが必要である。

また、銀河の星形成活動を詳しく理解するためには、その内部を分解し個別の部分のガスの状態を知ること、また銀河内部でのガスの運動状態を把握することが重要である。このような知見を得るためにはスリット分光よりも面分光の方が効率よく正確な測定を行うことができる。8-10m 級望遠鏡の近赤外線装置の中には面分光機能を備えたものがある。Gemini-N の NIFS、Keck の OSIRIS、VLT の SINFONI などである。これらを用いて $1 \lesssim z \lesssim 3$ の活発な星形成銀河を観測する研究が行われてきている (e.g., Förster Schreiber et al. 2009; Law et al. 2009)。これらの装置は特に AO と組み合わせることで高い空間分解能を達成できるので、レーザーガイド星によって補償光学系の観測可能天域が広がって以降は AO と組合せた観測が盛んに行われている。

銀河内部のガスの運動は、回転運動が卓越しているもの、明確な回転はなく速度分散が支配しているもの、複数の速度コンポーネントが見分けられ、合体の途上にあるとみられるものなど、多様性に富んでいる (Fig. 2.3)。回転運動が卓越している銀河でも、速度分散は現在の星形成銀河より大きく、激しい乱流運動が起きている。分子輝線探査などからガスの量が現在の円盤銀河よりもはるかに多いこと、形態としては整った渦巻き銀河はほとんどみられないことと併せて、これらの $z \sim 2$ の銀河での星形成は、現在の宇宙とは大きく異なる様相を見せており、銀河間空間からの盛んなガス流入で不安定化したディスク構造の中で $10-100 M_{\odot}/\text{year}$ におよぶ活発な星形成が起きていることが分かってきた。

また、これらの銀河ではクランプ状の構造が高い頻度で見られる。クランプは特に星形成が集中的に起きている場所と考えられ、ガスに富んだディスクの中で不安定になったガス雲が分裂、収縮して発生したものかもしれない。これらのクランプは中心部に落ち込んでバルジを形成するのかもしれない (Genzel et al. 2011)。

Genzel et al. (2011) では、面分光で銀河を内部分解したデータキューブの中で、H α 輝線の速度成分を複数成分に分離し、星形成を行っているクランプについて blueshift した幅の広い成分を抽出して outflow rate を推定し、outflow がガスを星形成量を上回るほどの勢いで銀河外に放出していることを示した。一方 Newman et al. (2012) では輝線比を用いてクランプの起源を探り、星形成による光電離と共に outflow による shock の寄与があることを示した。

クランプ状の構造が何によって形成され、どこに行くのか。そこで生まれた星は後の時代の銀河のどの部分をなすものなのか。今後さらに多数のサンプルについてのより詳細な観測が必要とされている。

このように、面分光によって遠方銀河の内部のガスの状態を調べることが可能になりつつあり、そこで起きている星形成の性質や、銀河間空間との物質のやり取りの様子が垣間見えてきたが、現在までの観測は、最大でも 100 個程度の銀河を調べたにすぎず、またサンプルは非常に活発な星形成を行っている大質量の銀河に偏っている。各時代ごとに星質量 / 力学的質量に応じて星形成にどのような違いがあるのか、また各時代をつないで銀河進化がどのような経路をたどって現在の姿に至るのか、それを明らかにするためにはさらに多くのサンプル、できるだけ低質量の銀河まで含んで観測していくことが必要である。

次世代広視野補償光学系での展開

地表層補償光学系によるシーイング改善によって、K-band で FWHM 0.2'' 程度の空間解像力が広い視野にわたって得られることになる。この空間解像力は、大質量の活発な星形成銀河に存在するクランプのサイズ (~ 2 kpc) にほぼ対応している。ナチュラルシーイングでは分解して調べることが困難なクランプ構造について、運動状態、輝線診断による物理状態の判定などが可能になる。このような内部分解をした観測のためには、上に述べたように面分光観測が非常に強力な手段となる。特に地表層補償光学系+新装置で得られる広い視野に存在する多数の銀河について、同時に面分光観測を行うことができれば、従来の Single Conjugate の AO システムを使った観測よりもはるかに効率良く面分光サーベイを実施できる。より低質量でサイズも小さい銀河の場

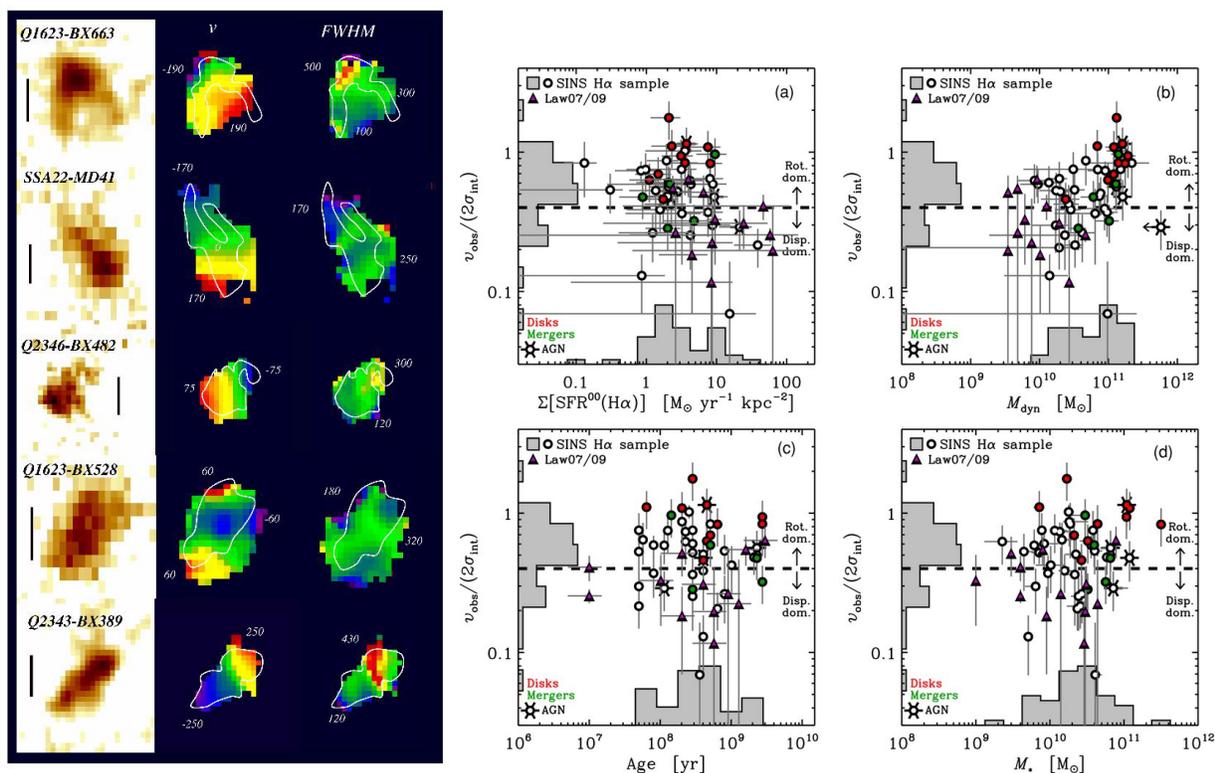


Figure 2.3: (左) VLT/SINFONI による面分光観測で明らかにされた ~ 2 星形成銀河の $H\alpha$ 輝線で見たガス運動。Förster Schreiber et al. (2006) より。(右) ガスの運動状態の指標 (速度分散と速度勾配の比; 縦軸) と様々なパラメータ (星形成表面密度、力学的質量、星質量、年齢) の比較。Förster Schreiber et al. (2009) より。

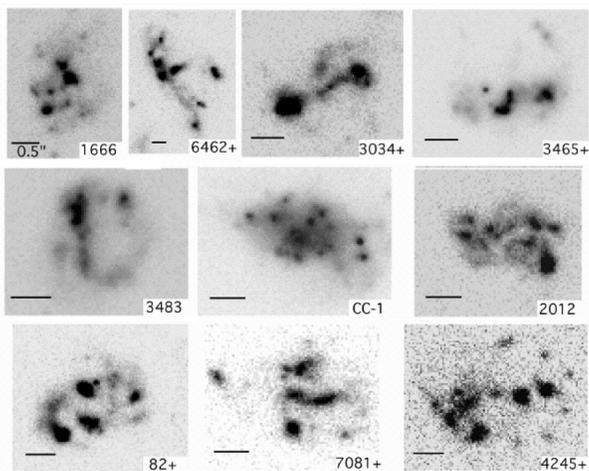


Figure 2.4: HST/ACS による形態の調査。静止系紫外線での形態を示しており、多数のクラumpが見られる。Elmegreen & Elmegreen (2005) より。

合、地表層補償光学系の解像力では詳細な内部構造を調べることは困難であると予想されるが、例えば中心部分と周縁部分での星形成量、ダスト量、星間ガスの金属量などを調べることは可能であろう。多数のサンプルでの観測を時間軸と星質量の二つの軸でつないで、進化の過程を描き出すことを目指す。

地表層補償光学系を用いて遠方銀河を面分光観測した場合のシミュレーションは Sec.3.4 に示している。回折限界を達成した補償光学系と比較すると解像力が劣る分入力したモデルの運動からのずれが生じるが、ナチュ

2.1. 遠方銀河の近赤外線大規模サーベイで解明する銀河形成の全貌

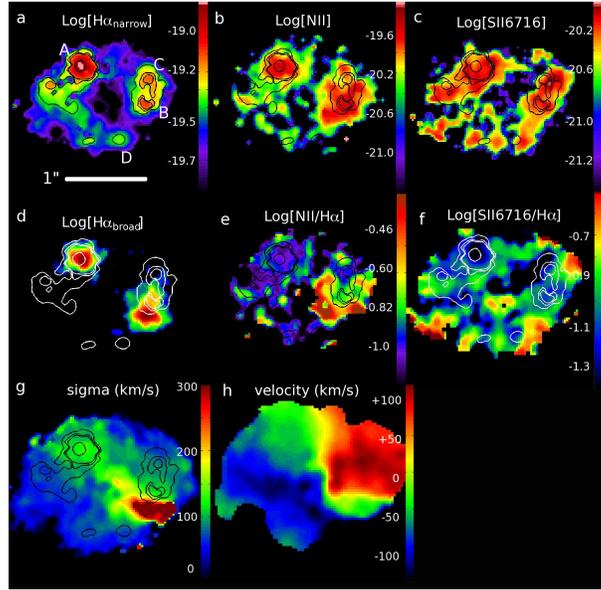


Figure 2.5: Newman et al. (2012) が調べた $z \sim 2$ の星形成銀河の輝線マップ。H α での運動状態のマッピングに加え、H α , [N II], [S II] について輝線比を求めてエネルギー源を議論している。

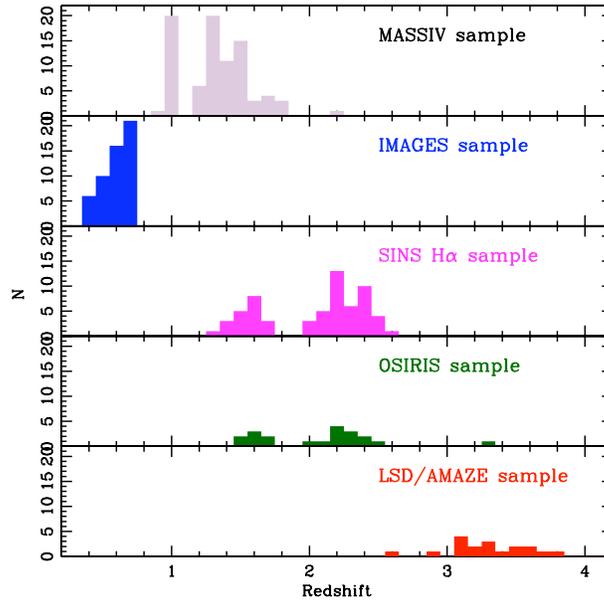


Figure 2.6: これまでに行われてきた遠方銀河の面分光サンプルの赤方偏移分布。Contini et al. (2012) による。

ラルシーイングに支配された観測では見えない回転運動などを抽出することが可能になることが示されている。

2.1.4 観測提案

地表層補償光学系+広視野近赤外線装置での大規模なサーベイ計画の検討を提案する。撮像観測では、従来の4m級望遠鏡の近赤外線カメラよりもはるかに深く、かつ8–10m級望遠鏡の近赤外線カメラよりもはるかに広い撮像サーベイを実施できる。銀河進化を議論するサンプルを形成するためには、可視光のデータも必要である。Hyper Suprime-Camの戦略枠観測で予定しているDeep layer, Ultra-Deep layerの天域を近赤外線でも深く観測し、 $1 \lesssim z \lesssim 3$ の星質量を基にしたサンプルを形成する。これらの天域は4m級望遠鏡での近赤外線撮像が

行われているが、すばる望遠鏡広視野近赤外線装置によって既存のデータよりも深く、かつ空間分解能が高いデータが得られる。

Fig. 2.7 に $2\mu\text{m}$ 付近での撮像観測における検出限界の推定値と視野の広さをいくつかの望遠鏡/観測装置について比較した結果を示す。ナチュラルシーイングは FWHM $0.75''$ を仮定した。点源の場合、GLAO によるシーイング改善で 0.9 等程度の感度改善が期待される。 $0.5''$ にひろがった天体では感度改善は点源よりも小さくなる。一方、JWST や WISH² などのスペースからの観測に比べると背景光の明るさのため検出限界は十分に深くはないことが分かる。

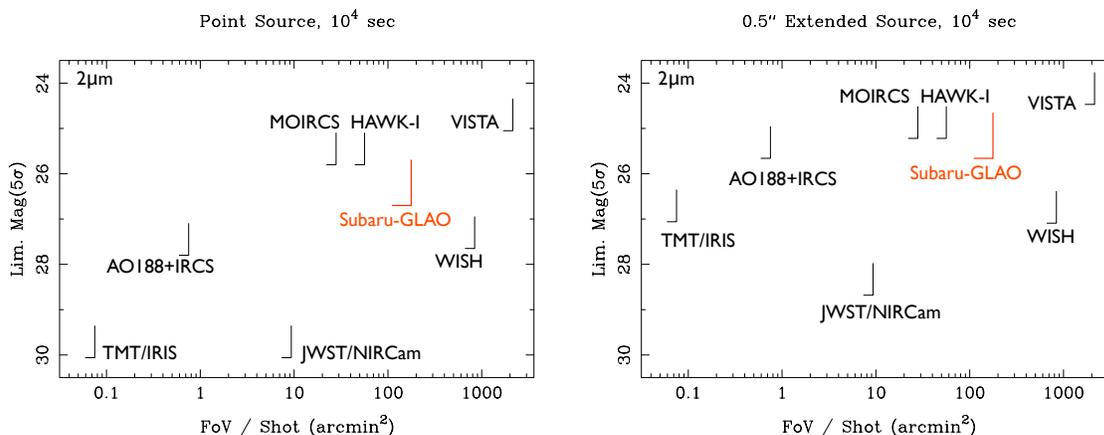


Figure 2.7: 様々な観測装置での、撮像観測 ($2\mu\text{m}$ 付近) での 5σ 検出限界と視野の比較。(左) 点源の場合、(右) $0.5''$ にひろがった天体。シーイングおよび回折限界による像サイズの違いを考慮している。

多波長データに基づく photometric redshift や BzK selection などによって遠方銀河候補サンプルを構築する。サンプル数については Sec. 3.3 に記述しているが、分光観測が十分可能な $K < 23$ AB 等級の星形成銀河は、100 平方分あたり $1.3 < z < 1.7$ で約 100 個、 $2.1 < z < 2.6$ で約 80 個存在する (これらの赤方偏移範囲は、[O III], $H\beta$, $H\alpha$, [N II] といった星形成領域で強い輝線が近赤外線の観測範囲にうまく入る、観測に適したものである)。

マルチスリットによる多天体分光によって、それらのサンプルの赤方偏移を決定するとともに、星間ガスの物理状態を探るサーベイを実施する。 $R \sim 2,000$ 程度の分解能があれば、速度構造の分解や輝線診断によるガスの物理状態、運動状態の調査が可能になる。例えば 1 視野につき 3 晩で深い撮像と 2 晩の分光観測を行うとすると、100 晩 (天気などのファクターを加味すれば 150 晩) で 20 視野が観測可能になり、 $z \sim 1.5$ の約 2,000 個の銀河、 $z \sim 2.3$ の約 1,500 個の銀河という、 $1 \lesssim z \lesssim 3$ の銀河のこれまでにない大規模なサンプルが形成できる。

内部構造を分解した研究のためには、スリット分光よりも面分光観測が有効である。例えば視野内の 20 個の銀河を同時に面分光できる装置が実現できれば、100 晩で 2,000 個の銀河の 3 次元 (空間 2 次元 + スペクトル) の巨大なデータセットを構築可能である。

このように、広視野補償光学系とそれを活用する新装置を実現することで、従来のサーベイとは桁違いの大規模かつ高品質の (撮像/多天体分光/多天体面分光) サーベイを実施することができる。この決定的なデータセットにより統計的精度の不足を解消し、銀河が宇宙における星形成活動のピークから現在に至るまで、どのような進化を経てきたかを明らかにできると期待される。

さらに、この大規模サーベイによって得られたサンプルは、TMT による詳細な観測の礎となる。星質量、星形成量、サイズ、ガス/星の比、金属量などのパラメータのうちそれぞれの時代における分布を明らかにすることができるので、それらのパラメータスペースの中で極端な銀河 (興味深い現象を示すもの)、あるいは最も典型的なものをバイアスの少ないサンプルから選び出して、TMT による詳細な観測につなげることができるだろう。

また、広視野での観測で大きなメリットが期待できることの一つとして、銀河形成進化における環境効果の系統的な調査が可能なが挙げられる。このような環境効果を探る観測の提案については Sec. 2.3 を参照のこと。

²口径 1.5m、近赤外線超広視野カメラを持つ宇宙望遠鏡計画。 <http://wishmission.org>

Bibliography

- Akiyama, M., Minowa, Y., Kobayashi, N., Ohta, K., Ando, M., & Iwata, I. 2008, *ApJS*, 175, 1
- Contini, T., et al. 2012, *A&A*, 539, A91
- Cowie, L. L., Songaila, A., Hu, E. M., & Cohen, J. G. 1996, *AJ*, 112, 839
- Daddi, E., et al. 2007, *ApJ*, 670, 156
- Elmegreen, B. G., & Elmegreen, D. M. 2005, *ApJ*, 627, 632
- Förster Schreiber, N. M., et al. 2006, *ApJ*, 645, 1062
- . 2009, *ApJ*, 706, 1364
- Genzel, R., et al. 2011, *ApJ*, 733, 101
- Ichikawa, T., Kajisawa, M., Yamada, T., Akiyama, M., Yoshikawa, T., Onodera, M., & Konishi, M. 2010, *ApJ*, 709, 741
- Kajisawa, M., Ichikawa, T., Yamada, T., Uchimoto, Y. K., Yoshikawa, T., Akiyama, M., & Onodera, M. 2010, *ApJ*, 723, 129
- Kajisawa, M., et al. 2009, *ApJ*, 702, 1393
- . 2011, *PASJ*, 63, 379
- Konishi, M., et al. 2011, *PASJ*, 63, 363
- Law, D. R., Steidel, C. C., Erb, D. K., Larkin, J. E., Pettini, M., Shapley, A. E., & Wright, S. A. 2009, *ApJ*, 697, 2057
- Minowa, Y., et al. 2005, *ApJ*, 629, 29
- Newman, S. F., et al. 2012, *ApJ*, 752, 111
- Pettini, M., Shapley, A. E., Steidel, C. C., Cuby, J.-G., Dickinson, M., Moorwood, A. F. M., Adelberger, K. L., & Giavalisco, M. 2001, *ApJ*, 554, 981
- Shapley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., & Adelberger, K. L. 2003, *ApJ*, 588, 65
- Steidel, C. C., Erb, D. K., Shapley, A. E., Pettini, M., Reddy, N., Bogosavljević, M., Rudie, G. C., & Rakic, O. 2010, *ApJ*, 717, 289
- Tacconi, L. J., et al. 2010, *Nature*, 463, 781
- Tanaka, I., et al. 2011, *PASJ*, 63, 415
- Uchimoto, Y. K., et al. 2008, *PASJ*, 60, 683
- . 2012, *ApJ*, 750, 116
- Yoshikawa, T., et al. 2010, *ApJ*, 718, 112

2.2 狭帯域撮像による $z > 7$ Ly α 輝線銀河の探査

Ikuru Iwata¹

¹ Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan, 650 North Aohoku Place, Hilo, HI 96720, USA

2.2.1 イントロダクション

すばる望遠鏡ではこれまで可視光主焦点カメラ (Suprime-Cam) および可視光多天体分光器 (FOCAS) による遠方銀河の探査で大きな成果を挙げてきた。主焦点カメラについては従来よりさらに広視野の Hyper Suprime-Cam が稼働しつつあり、より効率的な遠方銀河の探査が可能になると期待されるが、赤方偏移のため可視光で探査には限界がある。Ly α は $z \sim 8$ で CCD 感度の限界である $1.1\mu\text{m}$ まで赤方偏移してしまい、Ly α よりも短波長の光は銀河間の中性ガスによりほぼ完全に吸収されてしまうため、これよりも遠方の銀河は原理的に可視光 (CCD) による装置では探査できない。現在戦略枠観測用に製作を予定している HSC 用狭帯域フィルタ (Narrow-band filter, 以下 NBF) で最も長波長のフィルタは NB101 (中心波長 $10,095\text{\AA}$) で、これは $z = 7.3$ の Ly α 輝線銀河 (Ly α Emitters; 以下 LAE) の検出に使用できると期待される (Suprime-Cam でのほぼ同じ波長の NBF による探査については Shibuya et al. (2011) を参照)。これよりもさらに遠方の銀河の探査には近赤外線での深い観測が欠かせない。

近赤外線での観測が必須となる赤方偏移 $z > 7$ は宇宙再電離のまさに只中である。宇宙再電離をもたらした紫外線の主たる光源は銀河における星形成であろうと考えられている。WMAP での宇宙マイクロ波背景放射 (CMB) の偏光観測を用いた optical depth の測定結果によると、instantaneous な再電離を仮定すると、 $z = 10.6 \pm 1.2$ に再電離が起こったとされる (Komatsu et al. 2011)。一方、Quasar の Lyman transitions の Gunn-Peterson optical depth の測定や Quasar 周辺の電離領域 ('Near zone') のサイズの測定によると、 $z > 5.7$ で銀河間空間の水素の中性度または UV 背景放射に急激な変化が起きている可能性が示唆されている (Carilli et al. 2010; Mortlock et al. 2011)。おそらく宇宙再電離は一定の時期に instantaneous に起きたのではなく、 $z = 7 - 15$ の範囲の中で、徐々に進行していったのではないかと考えられる (Trac & Cen 2007)。最初期の銀河から放射される電離光子が「イオン化バブル」を形成し、星形成密度の増加にともなって進行したバブルが重なり合うことで再電離が完了した状態に到達する過程を経たであろうが、どれくらいの時期にどれくらいの再電離が進行したかは今のところ謎に包まれている。さらには、密度ゆらぎの成長は初期条件の違いから場所によってばらつきが発生していると考えられ、我々が観測した場合、異なる視線方向では時代ごとの再電離過程にかなりばらつきがある可能性がある。よってなるべく広い視野を観測し、平均的な再電離史とそのばらつきを理解することが必要である。

ここではすばる GLAO+広視野近赤外線カメラによる狭帯域撮像観測で $z > 7$ の LAE がどれくらい検出できるかの期待値を検討する。

2.2.2 検出限界の推定

NBF として $z \sim 8, 10, 12$ の LAE をターゲットとした 3 種類を検討した (Table 2.1, Fig. 2.8)。バンド幅は HSC 用 NBF と同様に $R \sim 70$ となるように設定した。簡単のため透過曲線は完全な矩形としている。中心波長は OH 夜光の比較的弱い波長帯に入るように設定しており、 $z \sim 8, z \sim 10$ の NBF (NB106, NB134) はそれぞれ Y, J-band の波長帯のうちなるべく長波長を選んだ。NB134 は大気吸収が効いてくる波長域になっているので、実際の NBF ではより短い波長を選択すべきかもしれない。なお、今回の計算では装置、望遠鏡、大気吸収を全て入れた throughput を 0.3 に固定しているので、大気吸収量の変化は考慮されていない。

その他のパラメータとしては読出しノイズ $10e^-$ 、dark $0.01e^-/s$ としている。ナチュラルシーイングでは $\phi 0.75''$ 、GLAO では $\phi 0.5''$ の aperture 測光とし、pixel scale はどちらも $0.117''$ (MOIRCS の値) としている。なお、狭帯域撮像では入射する光子数が少なく、読出しノイズが検出限界に大きく効いているので、読出しノイズを低減することが性能に大きく影響する。また、今回検討している NBF の波長では望遠鏡、装置の熱的雑音は dominant でないと考えて省略している。

2.2. 狭帯域撮像による $z > 7$ Ly α 輝線銀河の探査

| 中心波長 | バンド幅 | $z_{\text{Ly}\alpha}$ |
|--------|-------|-----------------------|
| 1.0625 | 0.015 | 7.74 |
| 1.340 | 0.019 | 10.0 |
| 1.550 | 0.022 | 11.75 |

Table 2.1: 仮定した狭帯域フィルタの中心波長 (μm)、バンド幅 (μm) と中心波長での Ly α 輝線赤方偏移。

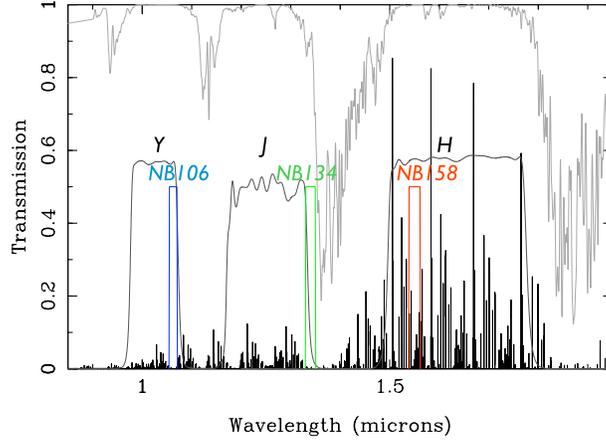


Figure 2.8: 仮定した狭帯域フィルタの透過曲線。Y, J, H-band の透過曲線と地球大気の透過率、夜光輝線強度 (スケージングは任意) も示す。

比較のため JWST/NIRCam や WISH といったスペースミッションでの感度も計算した。これらの場合には、背景光は黄極の 3 倍とした。望遠鏡口径、pixel scale、視野を Table 2.2 にまとめた。

| | 口径 (m) | pixel scale (arcsec/pix) | FoV (arcsec ²) |
|-------------|--------|--------------------------|----------------------------|
| Subaru | 8.2 | 0.117 | 28 / 177* |
| JWST/NIRCam | 6.5 | 0.0317 | 9.68 |
| WISH | 1.5 | 0.155 | 840 |

Table 2.2: 比較した望遠鏡の口径、装置の pixel scale および視野。*: ナチュラルシーイングでの視野は 28 平方分、GLAO での視野は 177 平方分 (半径 ϕ 15 arcmin) とした。

Fig. 2.9 および Table 2.3 にナチュラルシーイングの場合、GLAO での場合、および JWST/NIRCam (N164)、WISH(NB109, NB134, NB158) の on-source 10 時間での S/N=10 検出限界計算結果を示す。なお、JWST/NIRCam の狭帯域フィルタは最も波長が短いもので $\lambda = 1.65\mu\text{m}$ であり、 $z < 12$ の LAE を探査できる NBF は NIRCam には搭載されない。

| redshift | すばる望遠鏡 | | redshift | WISH | JWST |
|----------|------------|-------|----------|-------|-------|
| | ナチュラルシーイング | GLAO | | | |
| 7.7 | 25.86 | 26.30 | 8.0 | 24.63 | – |
| 10.0 | 25.86 | 26.30 | 10.0 | 24.43 | – |
| 11.8 | 23.59 | 23.94 | 12.5 | 24.25 | 26.69 |

Table 2.3: on-source 10 時間積分での 10σ 検出限界 (AB mag.)。すばる望遠鏡 (ナチュラルシーイング、GLAO)、JWST/NIRCam、WISH の場合を比較した。すばるの場合とスペース望遠鏡では NBF の波長が若干異なるためターゲット LAE の赤方偏移も異なる。詳しい条件は 本文参照。

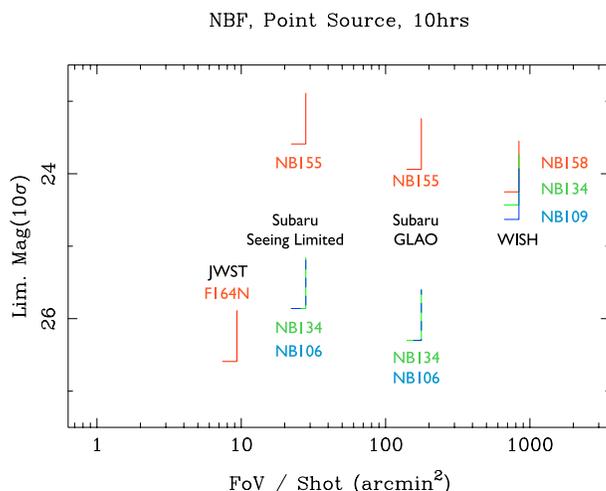


Figure 2.9: on-source 10 時間積分での 10σ 検出限界。すばる望遠鏡 (ナチュラルシーイング、GLAO)、JWST/NIRCam、WISH の場合を比較した。詳しい条件は本文参照。

2.2.3 検出期待数の推定

上記検出限界を達成した場合の LAE 検出期待数を見積もる。LAE の数密度としては、[Kashikawa et al. \(2011\)](#) で観測的に得られた $z = 6.5$ の LAE 光度関数が $z > 7$ でも進化せずに継続している場合と、準解析的銀河進化モデルに基づく LAE 光度関数 ([Kobayashi et al. 2007, 2010](#), を改訂) を用いる場合の二通りを検討した。なお、[Kashikawa et al. \(2011\)](#) では $z = 5.7$ から $z = 6.5$ の UV 光度関数がほぼ無進化であるのに対し、 $\text{Ly}\alpha$ 光度関数に有意な進化 ($z = 6.5$ での減少) が見られることから銀河間水素ガスの電離度の進化を議論しており、 $z > 7$ ではさらに中性度が上昇している可能性が高いと考えられるので、 $z = 6.5$ からの無進化のケースは、概ね検出期待数の上限値を与えると考えて良い。Table 2.4 には $z = 6.5$ から無進化の場合のすばる望遠鏡 (ナチュラルシーイング、GLAO)、WISH、JWST/NIRCam での 1 視野辺りの検出期待数を示した。

| redshift | すばる望遠鏡 | | | |
|-----------|------------|------|------|------|
| | ナチュラルシーイング | GLAO | WISH | JWST |
| ~ 8 | 0.5 | 8.3 | 0.2 | – |
| ~ 10 | 0.2 | 3.3 | 0.01 | – |
| ~ 12 | 3e-8 | 8e-6 | 7e-4 | 0.3 |

Table 2.4: on-source 10 時間積分での 1 視野辺りの LAE 検出期待数。 $z = 6.5$ での $\text{Ly}\alpha$ 光度関数 ([Kashikawa et al. 2011](#)) から無進化と仮定した場合の数であり、上限値と考えて良い。

また、Table 2.5 には、[Kobayashi et al.](#) の銀河進化モデルに基づく LAE number count から求めた検出期待数を挙げた。検出期待数は無進化の場合よりも小さくなっている。ナチュラルシーイングでは、 $z \sim 10$ の銀河の検出はほぼ不可能であるが、GLAO により感度が約 0.4 等向上するとともに広視野化されることで 10 視野規模のサーベイを行えば $z \sim 10$ の LAE が検出できる可能性があることが分かる。UV 光度関数の測定とあわせることで、 $z \sim 8-10$ の銀河間空間ガスの電離度進化への制限、すなわち宇宙再電離過程への観測的な制限を加えることができると期待される。

BIBLIOGRAPHY

| redshift | すばる望遠鏡 | | |
|----------|------------|------|-------|
| | ナチュラルシーイング | GLAO | JWST |
| ~ 8 | 0.4 | 3.9 | – |
| ~ 10 | 0.03 | 0.5 | – |
| ~ 12 | ~ 0 | ~ 0 | 0.003 |

Table 2.5: on-source 10 時間積分での 1 視野辺りの LAE 検出期待数。Kobayashi et al. による準解析的銀河進化モデルに基づく LAE number count からの推定値。

Bibliography

Carilli, C. L., et al. 2010, ApJ, 714, 834

Kashikawa, N., et al. 2011, ApJ, 734, 119

Kobayashi, M., Totani, T., & Nagashima, M. 2007, ApJ, 670, 919

—. 2010, ApJ, 708, 1119

Komatsu, E., et al. 2011, ApJS, 192, 18

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

Shibuya, T., Kashikawa, N., Ota, K., Iye, M., Ouchi, M., Furusawa, H., Shimasaku, K., & Hattori, T. 2011, ApJin press (arXiv:1112.3997)

Trac, H., & Cen, R. 2007, ApJ, 671, 1

2.3 すばる次世代補償光学を用いた銀河の環境効果解読

小山 佑世^{1,2}

¹ National Astronomical Observatory, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan

² Department of Physics, Durham University, Durham, DH1 3LE, UK

Abstract

銀河の性質を決定づける重要なパラメーターの一つとして、銀河進化における「環境」の果たす役割は大きい。近年の遠方銀河団の研究から、宇宙の構造形成にともなって銀河の星形成活動が銀河団の内外で大きく変わりゆくようすが見えてきた。われわれの次のステップは、そのようないままに進化途上にある銀河を徹底的に解剖し、その銀河内部における星質量や星形成活動の分布を描き出すことである。そしていつの時代に、どのような場所で、どのような物理プロセスが引き金となって、現在の宇宙に見られるような顕著な銀河の性質と環境の関係が作り上げられたのかを明らかにする必要がある。ここでは、(1) 広帯域撮像観測、(2) 狭帯域撮像観測、(3) 面分光観測の観点から、銀河の環境効果の理解に向けたすばる次世代補償光学の可能性を議論する。

2.3.1 イントロダクション

現在の宇宙において、銀河の性質はその銀河が存在する場所（環境）と大きく関係していることが知られている。銀河団のような銀河が密集した領域の銀河はその多くが赤い色をした楕円銀河や S0 銀河であり、星形成活動は概して弱い。その一方で、一般のフィールド環境には青い色をした渦巻銀河や不規則銀河が多く存在し、これらは星形成活動をさかんにに行っていることが知られる (e.g., Dressler 1980; Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003)。高密度環境の極限である銀河団領域には、星形成銀河がほとんど存在しない。しかし、すでに星形成活動を終了した銀河団の銀河にも、当然ながら過去の宇宙では活発に星形成を行っていた時代があるはずである。実際に遠方宇宙では銀河団領域でも星形成銀河の割合が高いことがよく知られている (Butcher-Oemler 効果; Butcher & Oemler 1984)。このような遠方宇宙の銀河団や銀河群に見られる星形成銀河は、その後まもなく星形成を終了し、楕円銀河または S0 銀河へと進化する運命にあると考えられるが、その銀河進化を促す物理プロセス (すなわち環境効果) は未だ多くの謎に包まれている。

銀河団環境における銀河の星形成活動の変遷: 遠方宇宙の銀河団は、銀河が過去の宇宙において群れ集まる現場であり、宇宙の構造形成と銀河の進化の関係を調べるうえで有力な「実験室」となる。近年のすばる望遠鏡を用いた遠方銀河団の重点探査 (Kodama et al. 2005) によって、遠方銀河団の周囲に広がる大規模構造が次々と明らかになり (e.g., Tanaka et al. 2005; Nakata et al. 2005; Koyama et al. 2007)、同時に銀河団の周辺環境において銀河の性質が急激に変化するようすも見えてきた (e.g., Kodama et al. 2001; Tanaka et al. 2005)。さらに最近では、この銀河団の周辺環境に、赤い色をもつ星形成銀河や、赤外線で明るいスターバースト銀河などが他の環境に比べて多く存在していることも明らかになり (e.g., Koyama et al. 2010, 2011, ; 図 2.10 左)、これらは銀河の環境効果を理解するうえで鍵を握る重要な種族ではないかと注目されている。一方で、さらに遠方宇宙 ($z \gtrsim 1.5$) へと遡ると、銀河団の中心領域でも激しい星形成銀河が見られる時代に突入することが最近の研究で明らかになった (Hayashi et al. 2010; Hilton et al. 2010; Tran et al. 2010)。すなわち、一般のフィールド銀河の探査と同様に、赤方偏移 1 から 3 という時代は、銀河団銀河の進化を理解するうえでもきわめて重要な時代であり、今後われわれが切り込んでいくべきフロンティアであることは間違いない。これまでの研究からは、赤方偏移 ~ 2 の宇宙で銀河団/原始銀河団に多数見られる星形成銀河が、時間とともに銀河団の中心部から外側へと徐々に姿を消してゆく (星形成をやめて受動的な銀河へと進化してゆく) というおおまかなイメージが得られている (図 2.11)。しかしながら、このような遠方銀河団内外でいままさにその活動性を変化させつつある銀河の内部構造を徹底的に調べるような研究は現在のところ皆無であり、まさにすばる次世代補償光学がその力を発揮できる分野であると考えられる。

高密度領域における銀河形態の進化: 初めて形態-密度相関を定量的に示すことに成功した 30 年前の Dressler の研究 (Dressler 1980) に代表されるように、銀河団銀河の形態に関する研究は多く行われてきた。そして、ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) の登場によって遠方銀河団の銀河形態の研究は飛躍的に進み、赤方偏移 1 の時代から現在にかけて、銀河団内部での銀河形態の進化のようすが明らかになってきた (e.g., Dressler et al. 1997;

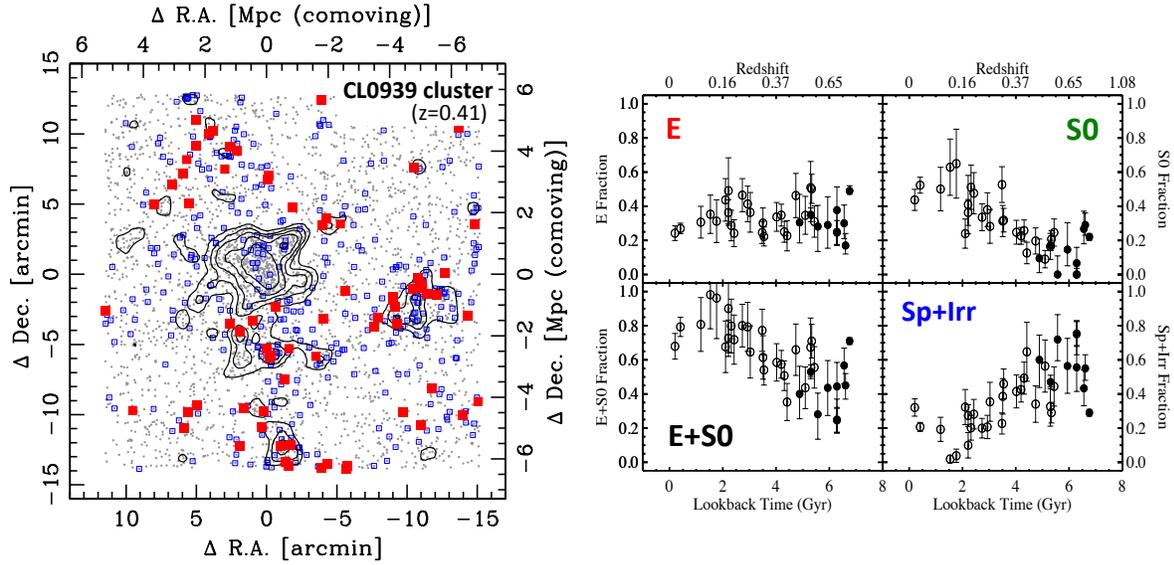


Figure 2.10: (左) すばる Suprime-Cam の観測で明らかになった $z = 0.41$ の CL0939 銀河団周辺の大規模構造と $H\alpha$ エミッターの分布 (Kodama et al. (2001); Koyama et al. (2011) より)。グレーの点は photo- z で選んだ銀河団メンバー、赤と青の四角が赤い $H\alpha$ エミッターと青い $H\alpha$ エミッターをそれぞれ表している。銀河団から遠く離れた銀河群領域で赤い色の星形成銀河が特に多いことが分かる。(右) 銀河団環境での銀河の形態進化 (Desai et al. 2007)。 $z \sim 1$ の時代から現在にかけて、渦巻銀河の減少 (図の右下) にとともに、S0 銀河が急速に増加するようす (図の右上) が見て取れる。

Desai et al. 2007, 図 2.10 右参照)。ここで注目すべき事実は、赤方偏移 1 の時代から現在にかけて、銀河団内の S0 銀河の割合が急速に増えていることである。これは、現在の宇宙の銀河団で楕円銀河と並んで主要メンバーである S0 銀河が、実は比較的最近の宇宙で銀河団のメンバーに加わったことを示唆しており、赤方偏移 1 前後の宇宙で S0 銀河がどこでどのように形成されるのか明らかにする必要がある。一方で、赤方偏移 1 を超える宇宙の銀河集団は最近ようやく知られるようになったものが多く、また HST でも静止系可視光の形態を捉えることができない等の理由で、まだその内部における銀河の形態はほとんど未知であるといつてよい。しかし最近の研究では銀河団という環境が銀河のサイズ進化・内部構造の進化を促す重要な役割を担っている可能性も示唆されており (Papovich et al. 2012)、赤方偏移 1–2、さらにそれを超える遠方宇宙において銀河団内の銀河の形態を系統的に調査する研究は、過去の宇宙において環境効果が銀河の形態に与えた影響を明らかにするための重要なステップであり、この目的においてもすばるの次世代補償光学は強力なツールとなりうる。

2.3.2 すばる次世代補償光学で広がる「銀河環境学」

前節のような状況を鑑み、銀河の環境効果の理解にあたっては、さまざまな時代 (おもに $0.5 \leq z \leq 2.5$) の銀河団とその周辺構造において、銀河の星形成活動および形態を系統的に調べる研究が求められる。ここでは、すばる次世代 AO として広い視野にわたって高い分解能が得られる GLAO を想定し、それを生かした以下の 3 つの観測手法によって、環境効果を如何にして読み解いていくか、その可能性を述べていきたい。

(1) ブロードバンド撮像観測による展開: 静止系可視光を用いた銀河形態の探査

銀河の形態はもっとも基本的な銀河観測量の一つである。銀河の見かけの大きさが小さくなってしまいう遠方銀河の形態の探査は、これまで HST によって大きく進んできた。最近では HST/WFC3 によって赤方偏移 1 を超える宇宙の静止系可視光を捉えることが可能になり、近傍宇宙の銀河と同様に遠方銀河の形態を詳細に調べることができるようになった。しかしその観測波長域はおおよそ $1.7\mu\text{m}$ より短波長側にかぎられ、静止系可視光にもとづいて赤方偏移 2 を超える銀河の形態を調べることはほぼ不可能であるのが現状である (HST の NICMOS はさらに長波長域をカバーするが、視野が圧倒的に小さく、大きなサーベイや広い視野を必要とする大規模構造の探査には向かない)。ところがこの赤方偏移 2 という時代こそ、いままさに原始銀河団が多く見つかりつつあり、そのなかに激しい星形成銀河が多数見つかつてきている時代である (e.g., Tanaka et al. 2011;

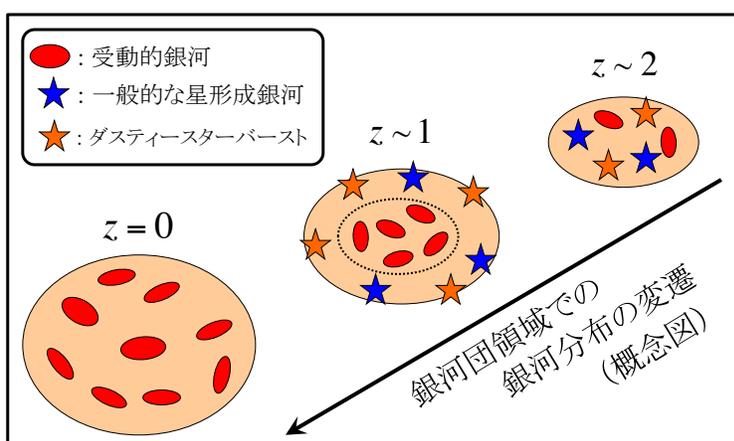


Figure 2.11: 銀河団内外での銀河分布の時間進化を表す概念図。赤方偏移2を超える宇宙の(原始)銀河団領域には星形成銀河が多数存在するが、赤方偏移1までの数十億年の間に銀河団コアのほぼすべての銀河は星形成をやめてしまう。この銀河進化を促すプロセスこそ、われわれが明らかにすべき「環境効果」である。

Hayashi et al. 2012)。これらは現在の宇宙の銀河団銀河の直接の祖先であると考えられ、銀河団銀河の歴史を紐解くうえで絶好のターゲットであるが、上述のとおり赤方偏移2を超える銀河は静止系可視光がKバンド帯へとシフトし、HSTでも静止系可視光をとらえることはできない。

筆者らは、赤方偏移2.16の原始銀河団領域に見つかった星形成銀河($H\alpha$ エミッター)のHST/ACSのデータ(静止系紫外光に対応)を調べ、原始銀河団中の星形成銀河には非常にclumpyな形状をもつものが多いことを示した(図2.12; Koyama et al. (2012)より)。しかし、静止系紫外光は銀河内部の星形成領域に強くバイアスされ、さらにダスト吸収の影響を受けるので、静止系可視光での形態(すなわち銀河内部の星質量の分布)を正確に描き出すことはできていない。筆者らの研究によれば、赤方偏移2を超える原始銀河団領域には $10^{11}M_{\odot}$ を超える大きな星質量をもつ銀河(これは近傍宇宙の銀河団銀河に匹敵する)が多く存在することも分かっている。このような大質量銀河は同時代の一般フィールドには稀な存在であり、 $z \sim 2$ の時代にすでに銀河の性質と環境の関係が確立し始めているといえる(e.g., Steidel et al. 2005; Tanaka et al. 2010)。そこで次の重要なステップは、このような $z = 2$ を超える時代の原始銀河団中の銀河の形態を明らかにし、銀河団銀河がいつ、どのようにその形態を獲得したのかを理解することである。100億年も前の時代に、銀河団銀河は星質量だけでなく、その形態も獲得していたのであろうか? 遠方銀河団における銀河形態の情報は、銀河団銀河の歴史を正確に理解するうえで大きな一助となる。すばる次世代AOを用いた広視野かつ高分解能での観測によって、初めて形成途上の若い銀河団内部の銀河の形態を探ることが可能になる。

一方で、もう少し近傍の宇宙($z \sim 1$)の銀河団探索においてもすばる次世代AOは重要な役割を果たすことができると考える。構造形成が進み、天空上で数十分角に広がる $z \sim 1$ の宇宙大規模構造に沿って効率よく銀河の形態を調べることができる広視野AOはここでも非常に魅力的である。実際にHSTでは一度に観測できる視野が限られているため、銀河団の周辺領域までを広くカバーしたHSTによる観測研究はごくわずかである。上述の通り、このような銀河団の周辺領域には銀河進化の鍵を握る重要な種族が多く見つかっており、また同時にS0銀河の形成現場としても注目されていることから、広い視野で銀河団周辺の銀河群、フィラメントなどさまざまな領域を隈無く調査し、統計的なサンプルに基づいて銀河の形態を時間と環境の関数として描き出すことで、銀河がいつ・どこでその形態を獲得してきたのかを理解できる。環境効果による銀河の星形成活動の変遷とならんで、銀河の形態が環境によってどう影響されてきたのか。宇宙の構造形成に伴う銀河の形態獲得の歴史を明らかにする研究が、すばる次世代AOによって拓かれるのではないかと期待する。

(2) ナローバンド撮像観測による展開: 銀河内部での星形成活動のマッピング

狭帯域フィルター(NBフィルター)を用いたAO付き撮像観測もきわめて有効である。これまで、NBフィルターを用いた銀河の探索は主として輝線銀河を「探しだす」手段であった。しかし、すばる次世代AOによって「高い空間分解能かつ広い視野」が実現できれば、NBフィルターを用いた撮像観測は、同時に銀河内部における輝線の強度分布を描き出すきわめてユニークな手法になる。また装置完成後も柔軟に新しい狭帯域フィルターを作成・搭載することも地上観測装置の重要なメリットであろう。

そこで、 $H\alpha$ 輝線が地上から狙える遠方銀河団($0.5 \leq z \leq 2.5$)について、広視野かつ高空間分解能の $H\alpha$ 輝線NB撮像観測を提案したい。 $H\alpha$ 輝線という共通の指標を用いて、銀河内部の星形成活動の分布(空間的広が

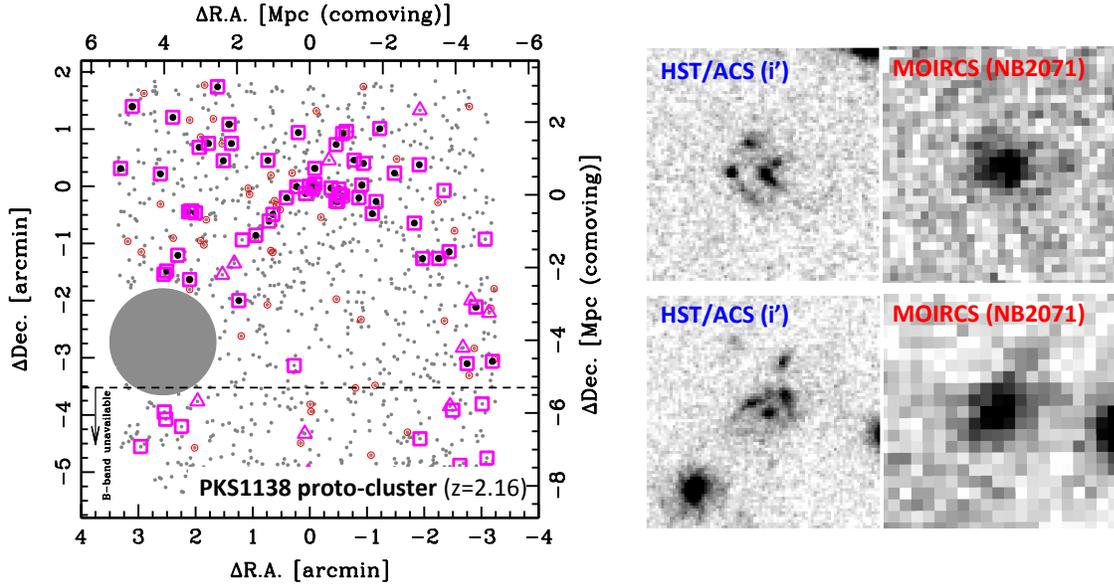


Figure 2.12: すばる MOIRCS の狭帯域フィルター撮像によって明らかになった PKS1138 原始銀河団 ($z = 2.16$) 周辺の $H\alpha$ エミッターの分布 (左) と、 $H\alpha$ エミッターの HST/ACS 画像 (i' バンド) の例 (右)。比較として、 $H\alpha$ に対応する MOIRCS の NB2071 の画像も示した。銀河を空間分解することでこのように銀河の内部状態を明らかにすることができるが、静止系紫外光の観測では星形成活動とダスト吸収の影響を強く受けてしまうため、銀河の星質量・星形成活動の分布を正確にマッピングすることができていない。

り、クランピネス、中心集中度など) が銀河の星質量・星形成率とどう関係し、また時間・環境とともにどのように変化してきたかを描き出すのが本テーマの目標である。図 2.11 で見たように、 $z = 2$ の原始銀河団内部に見られた $H\alpha$ エミッターは静止系紫外光を見るかぎり非常に clumpy であることが分かったが、ダストの吸収を受けにくい $H\alpha$ 輝線で見るとどのように見えるのか、これは決して自明ではない。原始銀河団内で起きている活発な星形成銀河の多くが merger 起源だとすれば、それらの銀河では角運動量を失ったガスが中心部に集まり、そこで中心核バーストを起こしている可能性もある。しかしそのようなコンパクトで激しい星形成領域では静止系紫外線がダストによって完全に隠されてしまい、現実の星形成領域の分布は紫外光で見えているものとまったく異なっている可能性もある。観測視野全体にわたって輝線の分布を描き出せるのは撮像観測ならではのポイントであり、広視野 AO が実現すればごく限られた観測時間で空間的に分解された銀河の統計的なサンプルがさまざまな時代、さまざまな環境で構築できる。まさに「次世代の」NB 観測といえる。

同様に、比較的近傍宇宙 ($0.5 \lesssim z \lesssim 1$) においても広視野撮像能力を生かし、銀河団領域だけでなく周辺領域についてもカバーする輝線撮像観測を行い、各環境における銀河内部の星形成領域の分布を明らかにする。上述のように、S0 銀河は $z \lesssim 1$ の銀河団で急速に成長したと考えられているが、S0 銀河の形成には渦巻銀河のディスクの星形成活動を止めるだけでは不十分で、「バルジを太らせる」メカニズムが必要であることも指摘されている (Kodama et al. 2001; Christlein & Zabludoff 2004)。高い空間分解能での NB 撮像観測は、各銀河の星形成活動が空間的に広がっているのか (disk 銀河的)、それとも中心集中しているのか (中心核バースト的) を区別できる。たとえば、銀河団周辺の銀河群環境で、 $H\alpha$ 輝線が銀河中心に集中した中心核スターバーストが多数見つければ、長年の謎であった S0 銀河の起源の解明が大きく進むことになるだろう。

(3) 面分光観測による展開: 環境効果の完全理解へ

面分光観測は、上述の狭帯域フィルターを用いた撮像観測で明らかになる銀河内部の輝線の強度分布をさらに発展させることができる。たとえば、NB フィルターを用いた撮像観測では、 $H\alpha$ 輝線 ($\lambda 6563$) と [NII] 輝線 ($\lambda \lambda 6548, 6584$) が同時に捉えられるが、実際にはこれらを分離して議論することがきわめて重要である。銀河内部を空間的に分解し、[NII]/ $H\alpha$ の比を銀河全体にわたって測定することで、金属量の分布や銀河の中心部における AGN 活動など、NB 探査では見えない重要な情報が得られる。さらに $H\beta$ 輝線や [OIII] 輝線をあわせればより正確に、AGN 活動や銀河内部におけるダスト吸収量の分布など、銀河内部の詳細な情報を引き出すことができる。もちろん $H\beta$ 輝線は弱く、ごく一部の明るい銀河についてのみ行える観測ではあるが、銀河の活動性のモードを定量化するための重要な研究であり、TMT へとつながる興味深い研究テーマであることは

間違いない。また面分光観測によって銀河内部の速度構造・運動状態を明らかにすることは、上述のような撮像観測による銀河形態の研究とも相補的である。銀河の「見かけ」だけでは判断できない銀河の内部構造(たとえばディスク回転が卓越しているのか、ランダム運動が卓越しているのか、マージャーの兆候が見えるか等)が明らかになり、過去の宇宙で銀河の進化を促した物理プロセスの詳細な理解につながると期待される。

すでに AO が使用可能な面分光装置を搭載した 8メートル級望遠鏡は複数存在し、これらとの競争は楽観的ではないが、広視野にわたる AO 付き多天体面分光観測装置が実現できれば、すばる次世代 AO+面分光装置も非常にユニークな観測装置となりうる。特に、銀河の環境効果解読という本章の観点では、これは決定的に重要である。筆者らの経験によれば、一般フィールド銀河に比べてそもそも稀な存在である遠方銀河団領域のターゲットについて、明るい AO 用のガイド星 (LGS-AO の場合には tip-tilt ガイド星) をもつターゲットを見つけるのは容易ではない。実際に、これが大きな制約となり、遠方銀河団環境の銀河の面分光探査は世界的に見てもいまだまったく行われていないのが現状である。筆者らは現在 $1.5 \leq z \leq 2.5$ の原始銀河団領域の輝線銀河探査をすばる望遠鏡を用いて推進しており、ここで見えてきた銀河団に付随する星形成銀河の内部構造を詳細に明らかにするためにも、数分角の視野内で多天体について面分光を行える観測装置を要望したい。

2.3.3 AO および観測装置の仕様

以上のように、銀河環境効果の研究を大きく進展させるためには広い視野にわたって高い空間分解能を実現できる GLAO が理想的だと考えられる。既存の他望遠鏡の観測装置の現状を考えると、空間分解能を少し犠牲にしても、広い視野にわたり大きなサンプルを構築できる GLAO のほうが (特に撮像の観点から) メリットが大きいに感じられる。実際、 $0.2''$ 程度の空間分解能が得られれば、赤方偏移 1-2 の銀河の物理スケールで $\sim 2\text{kpc}$ 程度に対応し、広がった星形成領域の分布や中心集中度を測定するうえで十分に高い分解能といえる。さらに $z \sim 0.5$ のターゲットを狙う観測も想定し、通常の近赤外線観測波長 (J, H, K バンド帯) に加え、少し短波長側の Z, Y バンド帯でも AO 付の観測が行えればさらに理想的である。

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|-----------|--------|------------------------------|-------------------------|-----------------------------------|----------------------|
| GLAO | 近赤外広視野カメラ | 広帯域撮像 | $0.9\text{--}2.5\mu\text{m}$ | $R \sim 5\text{--}10$ | $50\text{--}100 \text{ arcmin}^2$ | 0.2 arcsec |
| GLAO | 近赤外広視野カメラ | 狭帯域撮像 | $0.9\text{--}2.5\mu\text{m}$ | $R \sim 50\text{--}100$ | $50\text{--}100 \text{ arcmin}^2$ | 0.2 arcsec |
| GLAO | IFU | 多天体面分光 | $0.9\text{--}2.5\mu\text{m}$ | $R > 2000$ | $50\text{--}100 \text{ arcmin}^2$ | 0.2 arcsec |

Bibliography

- Butcher, H., & Oemler, Jr., A. 1984, ApJ, 285, 426
- Christlein, D., & Zabludoff, A. I. 2004, ApJ, 616, 192
- Desai, V., et al. 2007, ApJ, 660, 1151
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351
- Dressler, A., et al. 1997, ApJ, 490, 577
- Gómez, P. L., et al. 2003, ApJ, 584, 210
- Hayashi, M., Kodama, T., Koyama, Y., Tanaka, I., Shimasaku, K., & Okamura, S. 2010, MNRAS, 402, 1980
- Hayashi, M., Kodama, T., Tadaki, K., Koyama, Y., & Tanaka, I. 2012, submitted to ApJ
- Hilton, M., et al. 2010, ApJ, 718, 133
- Kodama, T., Smail, I., Nakata, F., Okamura, S., & Bower, R. G. 2001, ApJ, 562, L9
- Kodama, T., et al. 2005, PASJ, 57, 309
- Koyama, Y., Kodama, T., Nakata, F., Shimasaku, K., & Okamura, S. 2011, ApJ, 734, 66
- Koyama, Y., Kodama, T., Shimasaku, K., Hayashi, M., Okamura, S., Tanaka, I., & Tokoku, C. 2010, MNRAS, 403, 1611

BIBLIOGRAPHY

- Koyama, Y., Kodama, T., Tanaka, M., Shimasaku, K., & Okamura, S. 2007, MNRAS, 382, 1719
- Koyama, Y., et al. 2012, in prep.
- Lewis, I., et al. 2002, MNRAS, 334, 673
- Nakata, F., et al. 2005, MNRAS, 357, 1357
- Papovich, C., et al. 2012, ApJ, 750, 93
- Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Shapley, A. E., Erb, D. K., Reddy, N. A., & Pettini, M. 2005, ApJ, 626, 44
- Tanaka, I., et al. 2011, PASJ, 63, 415
- Tanaka, M., De Breuck, C., Venemans, B., & Kurk, J. 2010, A&A, 518, A18
- Tanaka, M., Kodama, T., Arimoto, N., Okamura, S., Umetsu, K., Shimasaku, K., Tanaka, I., & Yamada, T. 2005, MNRAS, 362, 268
- Tran, K.-V. H., et al. 2010, ApJ, 719, L126

2.4 AO 面分光で探る、原始銀河内部構造の進化

Tomoki Saito¹

¹ Kavli Institute for the Physics and Mathematics of the Universe, Todai Institutes for Advanced Studies, The University of Tokyo, 5-1-5 Kashiwanoha, Kashiwa, Chiba 277-8583, Japan

Abstract

可視光面分光装置 (および tubable filter を用いた狭帯域撮像装置) による、遠方 ($z \gtrsim 4$) $\text{Ly}\alpha$ ガス雲の観測を提案する。空間的に広がった $\text{Ly}\alpha$ 輝線ガス雲 ($\gtrsim 10$ kpc) は、銀河形成および進化のごく初期段階における、銀河と周辺物質との相互作用を直接観測できるプローブである。これを AO および natural seeing の面分光を組み合わせると $\text{Ly}\alpha$ 輝線で観測することにより、形態と速度場の詳細な分析から、outflow/inflow といった物理的起源に迫ることができる。広がった $\text{Ly}\alpha$ で選択された天体の追観測という観点から、可視 AO による $\text{Ly}\alpha$ 輝線の面分光 (Fabry-Perot を含む) は、8-10m 望遠鏡を用いた新たな領域の開拓となる。こうした遠方銀河の観測系赤外輝線による詳細な観測は、将来の TMT では必ず必要となる。本課題はその準備研究と位置づけることができ、また TMT で AO 付き赤外面分光が実現した後にも、相補的な役割を果たすことができる。

2.4.1 背景

銀河は始原的な物質 (pre-galactic medium, PGM) を周辺環境から降着することによって形成する。その際、高密度に成長した中心部では順次星形成が起こり、銀河スケールの outflow (銀河風) といったフィードバックを周囲の物質 (circum-galactic medium, CGM) に及ぼす。銀河進化初期の段階を理解する上では、このような (原始) 銀河と周辺環境の相互作用が重要な鍵となる。主として $z \gtrsim 2$ の遠方宇宙で知られている $\text{Ly}\alpha$ 輝線ガス雲 ($\text{Ly}\alpha$ blob, LAB) は、こうした相互作用を見ているものと考えられている。 $\text{Ly}\alpha$ 輝線は他の輝線と比較して非常に明るいため、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線による LAB の詳細観測は、銀河形成研究のきわめて有用なツールである。

近年の理論的描像において、大質量銀河は、比較的低温のフィラメント構造に沿った始原的ガス (PGM) の流れによってバリオン質量を獲得すると考えられている (図 2.13 左; Dekel et al. 2009b)。こうしたいわゆる cold accretion によって低温・低金属量の PGM が銀河中心部に供給され、clumpy disk を形成し、星形成活動を支えることが理論的に示唆されている (Dekel et al. 2009a; Ceverino et al. 2010)。この過程で PGM は、比較的低温 ($\lesssim 10^4$ K) のまま降着するため、重力エネルギーの多くを $\text{Ly}\alpha$ 輝線の放射で解放する。この広がった輝線が LAB として観測されると考えられている (Fardal et al. 2001; Goerdt et al. 2010)。こうした最初期段階にある銀河は、popIII 的な星形成が支配的であった時代 ($z \gtrsim 10$) 以降は観測確率が下がるものの (Trac & Cen 2007)、 $z \sim 2$ 付近にまでは少量ながら観測される可能性が示唆されている (Tornatore et al. 2007)。PGM の cold accretion を示す直接的証拠は未だ観測されていないが、 $z \sim 3$ の星形成銀河の観測 (AO 付き近赤外面分光 Cresci et al. (2010)、図 2.13 右) において、金属量勾配という「状況証拠」が示されている。

一方、こうして PGM の降着によって獲得されたガスは、銀河内における星形成の材料となる。初期の星形成によって生まれた大質量星は、超新星爆発によって銀河風を起こすと考えられている (図 2.15; Mori & Umemura 2006)。こうした銀河風は、ショック加熱や重元素汚染などを通して、周囲の物質 (CGM) に影響を及ぼす (Mori & Umemura 2006; Kobayashi et al. 2007)。この過程においても、衝突励起による電離によって、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線が、相互作用をしているショック波面などから放射される (Tenorio-Tagle et al. 1999)。 $z \lesssim 3$ の高密度環境に見られる LAB の多くにおいては、この銀河風の描像が観測的に示唆されている (Geach et al. 2005; Matsuda et al. 2006)。大規模な銀河風を起こすには、大きな星質量が必要となるが、これも近赤外-中間赤外における高い検出確率から示唆されている (Uchimoto et al. 2008; Webb et al. 2009)。これらは比較的進化の進んだ銀河であることを示すものだが、未だ LAB の放射機構の全貌は明らかになっていない。物理的起源の環境依存性も理論的に示唆されており (Johnson 2010)、また特に $z \gtrsim 3$ の無バイアスサンプルには cold accretion 的な性質を持つ天体も存在する (Nilsson et al. 2006; Saito et al. 2006, 2008)。 $z > 3$ のサンプルに関しては、ほとんど系統的な追観測がなされていないのが現状である。

本稿では比較的遠方 ($z \gtrsim 4$) の LAB に対する、tubable filter (Fabry-Perot) による撮像も含めた「広義の面分光観測」を提案する。広がった輝線の形態および速度構造は、LAB の物理的起源を反映するものである

2.4. AO 面分光で探る、原始銀河内部構造の進化

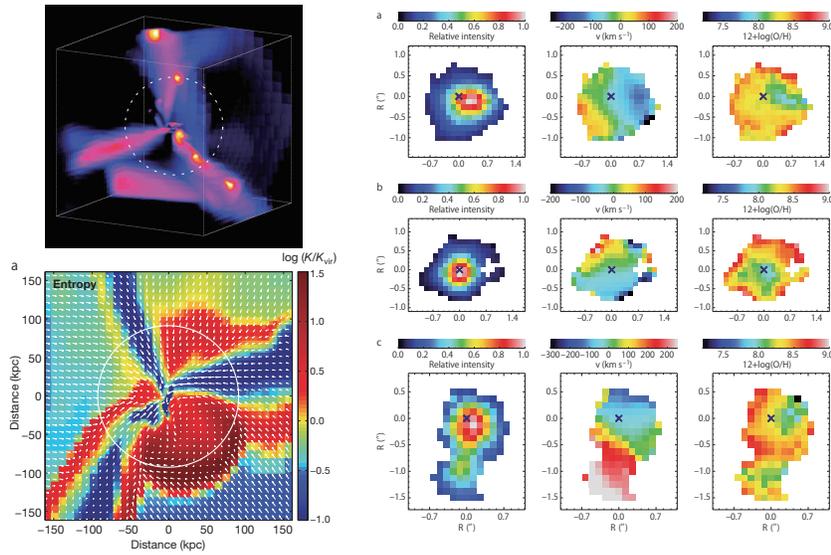


Figure 2.13: (左) cold accretion の宇宙論的シミュレーション例 (Dekel et al. 2009b)。上は一つの銀河の 3次元図。フィラメント状に比較的低温のガス (PGM) が連続的に流れ込み、降着する (cold stream)。下はその断面のエントロピー (温度) 分布。比較的高温の hot halo を cold stream が貫いて低温ガスを中心部に供給する様子がわかる。(右) cold accretion の観測的状況証拠の例 (Cresci et al. 2010)。 $z \sim 3$ の 3 つの星形成銀河の結果をそれぞれの段に示してある。左列から、[O III] 輝線の積分強度図、速度場、金属量。中心部に低金属量の領域があるのがわかる。

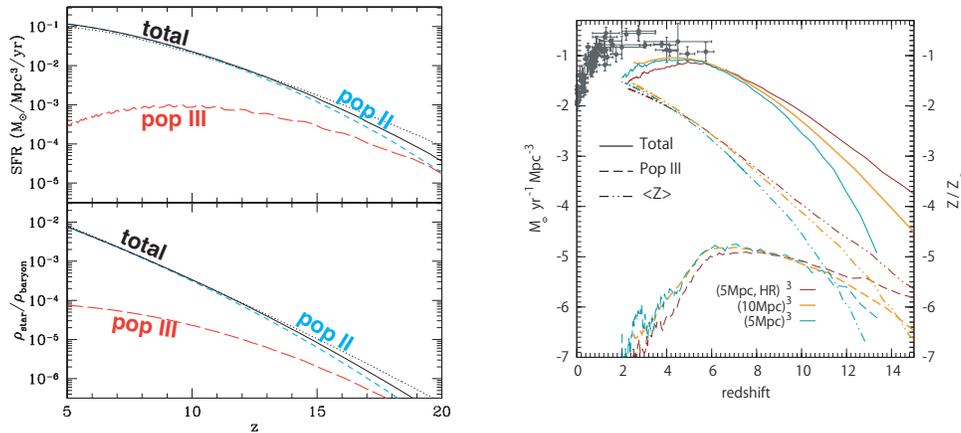


Figure 2.14: 宇宙論的シミュレーションの 2 例 (ともに一部改変)。(左) 赤方偏移の関数で表した popIII 星および pop II 星の割合 (Trac & Cen 2007)。上段が星形成率、下段が全バリオンに対する割合。黒の実線がすべての星、赤の破線が popIII 星、青の点線が popII 星。(右) 宇宙の星形成率のプロット (Tornatore et al. 2007)。実線が星全体、破線が popIII 星。一点鎖線は宇宙の平均金属量。きわめて少ないながらも $z \sim 2-3$ 付近まで pop III 的星形成が残っていることがわかる。

ため、これらを詳細に観測する計画である。特に $z > 4$ の天体に関しては、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線が AO が使用可能な波長域に赤方偏移する。淡く広がった成分を natural seeing で、明るい中心部を AO で観測することで、広いダイナミックレンジで構造をトレースすることができる。特に、 $z \leq 2$ と $z > 3$ では、fundamental metallicity relation の解析からも、周辺環境と銀河の間におけるガス循環のモードが変わっていることが示唆されている (Mannucci et al. 2010)。従って、まだ観測の進んでいない、 $z \sim 3$ を大きく越える時代を観測することは、宇宙の星・銀河形成史を探る上でもきわめて重要な意味を持つ。

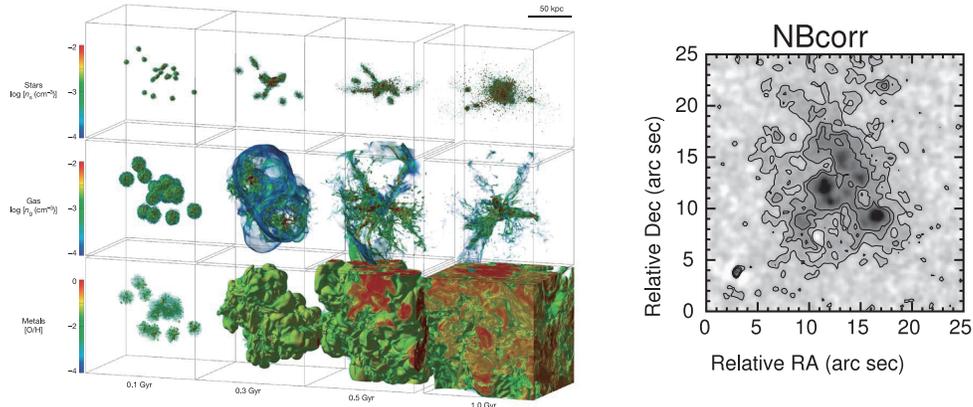


Figure 2.15: (左) 銀河風のシミュレーション例 (Mori & Umemura 2006)。左から時系列で、0.1 Gyr から 1 Gyr までを記している。それぞれの段は上から星、ガス、金属量の分布。高密度領域で LAB に似た構造ができることが見て取れる。(右) $z = 3.1$ 原始銀河団にある LAB (LAB1) の、Suprime-Cam による狭帯域 ($\text{Ly}\alpha$) 画像。差し渡し約 190 kpc の範囲を記してある。空洞のある泡状構造にも似た形態 (例えば下端) を示している。

2.4.2 サンプル

ここでは現状の LAB サンプルに基づいて記述する。我々はこれまでに、すばる/Suprime-Cam による撮像探査を行い、 $3 \lesssim z \lesssim 5$ の LAB サンプルを構築してきた (Saito et al. 2006)。これは 7 枚の中間帯域 (IA) フィルターを用いて、blank field である Subaru/XMM-Newton Deep Field South (SXDS-S) 領域の、無バイアス探査によって得られたものである。検出は IA バンドで行い、空間的に広がった $\text{Ly}\alpha$ で選択されたものである。これらの典型的なサイズ (広がり) はシーイングを補正した half-light radius にして 10–15 kpc 程度である。これらは分光追観測によってほぼすべてが実際の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体であることが確かめられ、分光した天体すべてが 100\AA を越える静止系等価幅 W_0 を持つことがわかった。現在得られているデータでは、有意な密度超過は付随しておらず、「 $z > 3$ 」 「低密度環境」といった、系統的探査がほとんどなされていない領域に属する天体である。

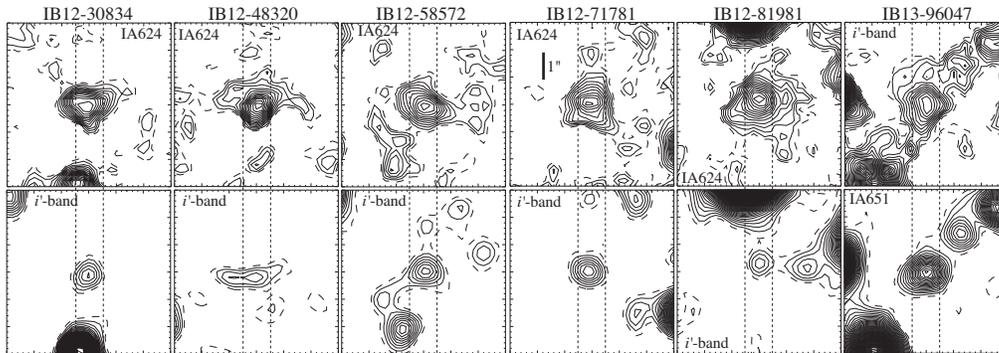


Figure 2.16: $z > 4$ LAB の例。上段が $\text{Ly}\alpha$ 、下段が UV 連続光。全部で 41 天体のうち、AO を用いて $\text{Ly}\alpha$ 輝線が狙える $z > 4.1$ のものが 21 天体、うち分光済みは 8 天体。各の画像は $6'' \times 6''$ の領域を示している。 $\text{Ly}\alpha$ で広がっていて、UV 連続光で暗くコンパクトであることがわかる。

これらの天体に対して高分散 ($R \sim 2000$) の分光観測を行った結果 (Saito et al. 2008) では、約 40% が inflow 的、約 30% が outflow 的、という示唆を得た。すなわち、約半数は通常の星形成では説明のつかない $W_0 > 200\text{\AA}$ という大きな等価幅を持っていた。また約 30% の輝線プロファイルには、銀河風に特徴的な、視線速度 $\geq 500\text{km s}^{-1}$ にもわたる非対称な wing 成分が見られた。一方、「 $W_0 > 200\text{\AA}$ 」および「顕著な wing 成分なし」という条件でサブサンプルを選ぶと、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線光度と速度幅の間に強い正の相関が見られた。これは cold accretion の予測と一致するものであり、また類似の天体である、QSO に付随する $\text{Ly}\alpha$ 輝線ガス雲にはほとんど見られない傾向である。UKIDSS/UDS の深い近赤外データでも未検出という結果も、cold accretion と

2.4. AO 面分光で探る、原始銀河内部構造の進化

矛盾しないものである。これらから、このサンプルには、inflow (cold accretion) 的な天体と outflow (銀河風) 的な天体の両方が含まれていることが考えられる。この描像を検証するには、非常に深い多波長データを取得する必要がある。しかし遠方ゆえに十分な深さを確保することがきわめて困難で、例えば現状の XMM-Newton による X 線データ (Ueda et al. 2008) では、X 線光度の 1σ 上限値が typeII QSO と同程度である。また C IV $\lambda 1549$ 、He II $\lambda 1640$ といった重要な輝線にも、有意な制限を与えることは (スタックしたスペクトルでも) 現状では困難である (Saito et al. 2008)。そこで、物理的起源に関するさらなる情報を得るため、最も明るい Ly α 輝線をターゲットとした面分光観測を検討している。

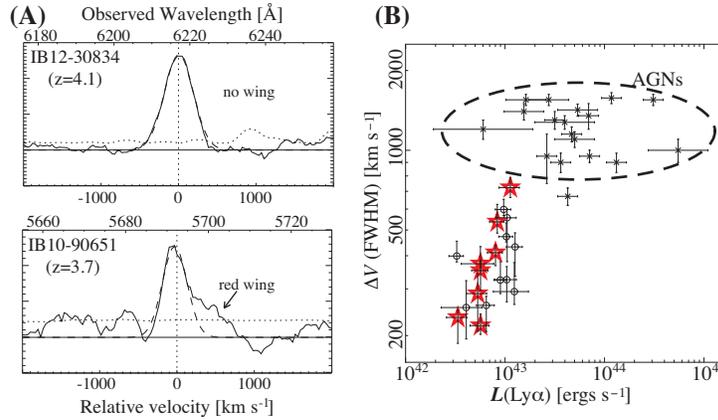


Figure 2.17: VLT/VIMOS による高分散分光結果の例 (Saito et al. 2008, 一部改変)。(左) Ly α 輝線プロファイル。上段は有意な高速度 wing 成分が検出されない例。下段は非対称な wing 成分が有意に検出された例。下段のような P-Cygni 的なプロファイルは、銀河風の存在を示唆している。(右) Ly α 輝線光度と速度幅の関係。 $W_0 > 200\text{\AA}$ がかつ wing 成分が検出されない天体 (赤い星) サブサンプルを選ぶと、最も強い正の相関が見られる。比較のために示した AGN に付随する Ly α ガス雲 (van Ojik et al. 1997) とは明らかに違う傾向を持っている。

2.4.3 観測手法

LAB は Ly α で検出された天体であるため、物理的起源に迫るための最も確実な観測手法の一つが、Ly α 輝線に対する面分光である。我々は先述の LAB サンプルに対して、面分光装置 Kyoto-3DII (Sugai et al. 2010) による系統的な観測を検討してきた。LAB は、淡く広がった天体であるため、現状の分光器では感度が不足する。また周辺環境との相互作用面 (即ち galaxy-PGM/CGM interface) を見る上では $\sim 0.5 - 1$ arcmin 程度までの領域を撮像する必要がある。そのため、高効率で比較的広視野の観測が可能な Fabry-Perot 撮像モードの観測を計画している。Ly α 中心波長から $\pm 500 - 600 \text{ km s}^{-1}$ の範囲で、 $R \sim 500 - 600$ 程度の波長分解能 (Suprime-Cam 狭帯域フィルターの数倍) の設定で数点の波長スキャンをするものである (即ち、低分散面分光)。この手法はすでに近傍銀河の観測で確立しており (Matsubayashi et al. 2009)、データ解析パイプラインは整備されている。またこの手法は、Fabry-Perot に不可避な中心波長の非一様性を緩和し、 $\lesssim 1$ arcmin 程度の広視野を実現することができる。これに基づき、AO への拡張を視野に入れた計画を以下に述べる。

淡く広がった輝線成分の観測 (natural seeing)

ここで着目するのは、数 kpc スケール以上の構造である。まず、銀河風の場合、中心近くからガスを吹き出す活動源 (星形成領域) が存在するため、それに伴った**特有の構造**を持つはずである。例えば中心に空洞を持つ泡状構造や、円錐状の cavity wall などがそれである。 $z \simeq 3.1$ 原始銀河団の狭帯域撮像観測 (Matsuda et al. 2004) では、微かながら泡状の構造が同定されている (図 2.15 右)。こうした特徴的な構造を、速度場の情報とともに、高感度・高分解能で同定することで、活動源の有無に強い制限をつけることができる。また、**輝線の面輝度プロファイル**は中心の活動源 (電離源) の有無を反映することが、理論計算から示唆されている (Dijkstra et al. 2006a)。こうした理論のモデルをフィットすることにより、電離源の有無・強さ、ハロー質量などを見積もることが可能となる。これらの物理量は、周辺環境を含めた可視・近赤外の観測データから求めた量 (例えば星形成率や星質量) と比較することで、(モデルの妥当性も含めて) 物理的起源にさらなる制限がつけられる。さらに、比較的広い視野での面分光観測により、**周辺環境との関係**も探ることができる。ほぼ一様な単色光面

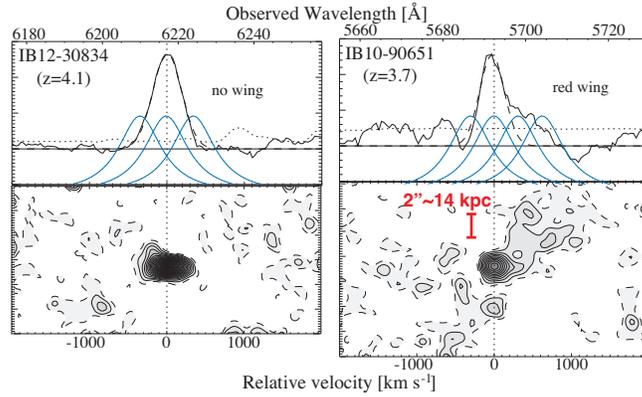


Figure 2.18: ターゲットのスペクトル例。上段が1次元、下段が2次元の輝線プロファイル。左は inflow 的、右は outflow 的な性質を示す典型的な例。1次元プロファイルの上に、Fabry-Perot によるバンドパスを青色で重ねてある。波長方向に数点、中心波長を少しずつ変えて観測することで、低分散面分光データを得る（ここでは3点および4点の観測点を概念的に示している）。

像を最大 1 arcmin 前後まで得ることで、数百 kpc スケールの環境との相互作用（即ち銀河と PGM/CGM の相互作用面）を探ることになる。最近の $z \lesssim 3$ の観測では、LAB とフィラメント構造の伸びている方向の比較から、PGM/CGM との関連性が示唆されている (Erb et al. 2011)。また 10 – 100 kpc スケールの形態が inflow/outflow といったガス循環のモードを反映するという示唆も理論・観測双方からなされている。(Goerdt et al. 2010; Matsuda et al. 2011) (図 2.19)。こうしたスケールの形態と環境の関連性を直接観測することで、「銀河形成の素過程」としての LAB のメカニズムに、より明確な手がかりを得られるものと期待できる。

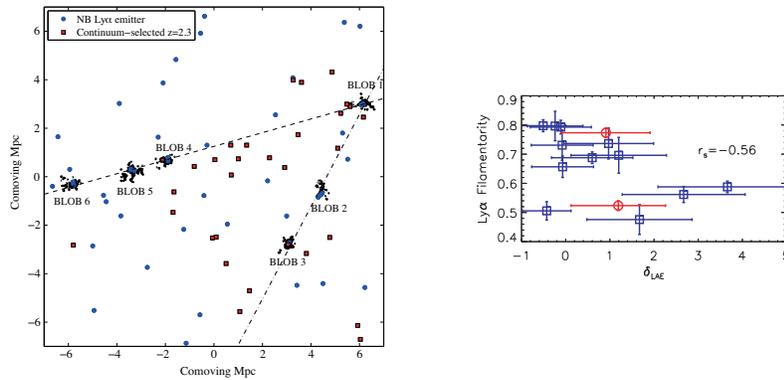


Figure 2.19: LAB の形態と環境の関連性を示した例。(左) $z = 2.3$ 原始銀河団の中の LAB の空間分布 (Erb et al. 2011)。青が同じ狭帯域フィルターで選択された $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体。赤が連続波で選択した $z = 2.3$ の天体。黒の破線が LAB を繋いだ「フィラメント」構造。LAB は形態を強調するため、拡大してプロットしてある。細長い LAB が伸びている方向は、「フィラメント」の方向とよく一致している。(右) LAB の形態 (filamentarity) と銀河密度の関係 (Matsuda et al. 2011)。細長い天体 (filamentarity 大) ほど選択的に低密度環境に分布している傾向が見える。

面輝度の高い中心成分の観測 (AO)

natural seeing での形態・環境の観測をするのに対して、面輝度の高い中心部の詳細構造を探ることは、cold accretion や銀河風の傍証をより直接的に探ることにつながる。例えば AO188 + Kyoto-3DII で実現できる PSF $\sim 0.2'' - 0.3''$ といった分解能 (Shimono, private communication) は、1 kpc スケールでの構造を分解することに相当する。これは宇宙望遠鏡 (HST/WFPC3) のデータと直接比較が可能な分解能であり、速度場の情報を持った輝線の画像としては最高感度・最高分解能を誇る。例えば cold accretion の描像において、clumpy disk の形成や、中心部への PGM の降着などは、natural seeing PSF の内側で起こっていることである (Dekel

2.4. AO 面分光で探る、原始銀河内部構造の進化

et al. 2009a; Cresci et al. 2010) (図 2.20)。こうした「理論的予測」や「観測的状況証拠」を直接観測によって裏付けるプローブとして、可視 AO による Ly α 撮像観測は非常に強力である。また特筆すべきは、Ly α 輝線が非常に明るく、比較的暗い遠方銀河でも観測可能であることである。既存の装置である Kyoto-3DII と AO188 の組み合わせであっても $z \lesssim 5$ 付近まで、例外的に明るい天体 (Ouchi et al. 2009) であれば $z \sim 7$ までの天体の詳細観測が可能である。これにより、宇宙再電離期から星形成のピークに至るまでの、大質量銀河形成の major epoch を LAB でたどることが可能となる。これは、より高い確率で**原始銀河**を直接観測できることを意味する。

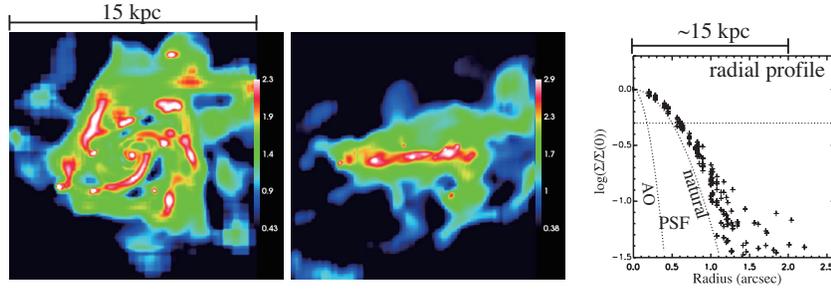


Figure 2.20: (左 2 枚) シミュレーションの結果の例 (Dekel et al. 2009a; Ceverino et al. 2010)。cold stream によってバリオンを降着した銀河が、clumpy disk を形成している様子。左が face on、右が edge on。表示は一边が 15 kpc の領域である。(右) Suprime-Cam/IA フィルターで同定された LAB の、Ly α 輝線画像の面輝度同型分布 (41 天体をスタックしてある) (Saito et al. 2006, 一部改変)。natural seeing および AO 付きの 2 種類の PSF が点線で記してある。Kyoto-3DII + AO188 による星像の改善で、clumpy disk の構造をある程度分解することが可能となる。

一方、十分に明るい (面輝度の高い) 天体であれば、(狭義の) **面分光によるガスの運動の観測**も可能である。我々のサンプルは、比較的輝線への感度が低い IA フィルターを用いて同定しているため、中心部であればある程度の面輝度を持っている。また、 $z \lesssim 3$ でしばしば見つかった巨大な LAB のように大きくはなく、 $\sim 3''$ 程度の視野があれば、構造をある程度分解できる。輝線ガス雲を数個-10 個程度の運動成分に分解し、大局的なガスの運動を見ることができれば、inflow/outflow/rotation/merger などといった大まかな分類が可能である。輻射輸送計算を用いれば、さらに制限をつけることも可能となる (Dijkstra et al. 2006b; Wilman et al. 2005)。こうした LAB の詳細な内部構造 (力学構造) は、非常に限られた (大きく明るい) 天体でしか行われておらず、また赤方偏移もほぼ $z \sim 3$ に限られる (Bower et al. 2004; Wilman et al. 2005) (図 2.21)。 $z > 4$ の無バイアスサンプルで系統的な観測を行えば、きわめて重要かつユニークな知見が得られるはずである。特に我々のサンプルは、outflow 的/inflow 的なものを両方含んでおり、“extended-Ly α -selected な天体”というプローブの性質をきわめて的確に捉えられることが期待される。

今後、高感度・広視野・多天体面分光器などによって観測効率が改善すれば、TMT の近赤外面分光装置のための precursor study を、Ly α 輝線を用いて行うことができるようになる。こうした機能は、TMT が実現したあとにおいても、相補的な役割を果たしうるものと位置づけられる。

2.4.4 AO および観測装置の仕様

現状では感度の関係上、Fabry-Perot 干渉計による単色光の撮像で、波長方向にスキャンする観測を計画している。将来的に分光器の感度が向上すれば、IFU モードでの観測がより効率的となる。また、arcmin スケールの視野があれば、周辺環境との関連性も IFU で見ることができる。さらに、多天体同時観測機能が実現すれば、きわめて効率よく TMT の初期運用にむけたサンプルを構築することができる。

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|--------------------|-----------|---------------|-------|--------------------------------|----------------|
| 可視 AO | 可視 Fabry-Perot/IFU | 狭帯域撮像/面分光 | 0.6-1 μ m | R>500 | a few - 30 arcmin ² | 0.1-0.3 arcsec |

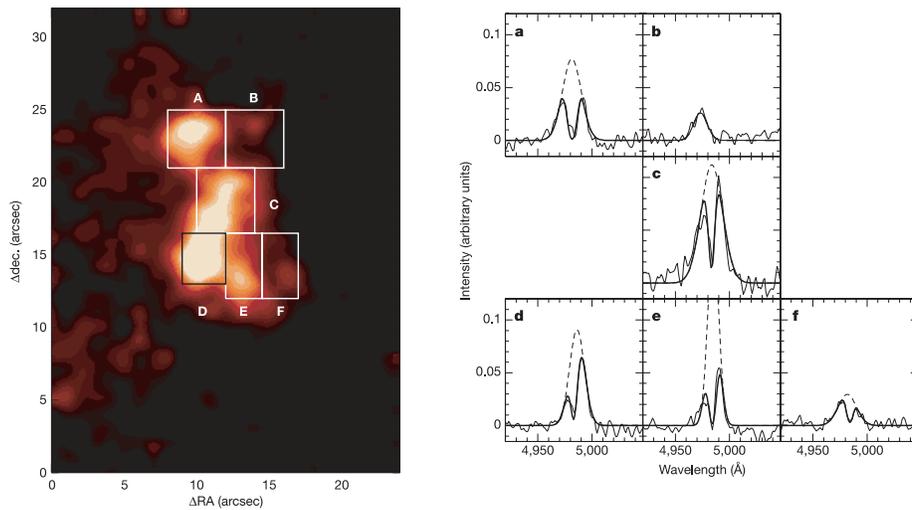


Figure 2.21: LAB の面分光観測の例 (Wilman et al. 2005)。 $z = 3.1$ 原始銀河団内の巨大な LAB (LAB2) を WHT/SAURON を用いて分光した結果。図示してある 6 成分の輝線プロファイルから、視線方向に近い方向に銀河風が吹き出しており、HI ガスのスクリーンによる吸収を受けていることを示唆している。

Bibliography

- Bower, R. G., et al. 2004, MNRAS, 351, 63
- Ceverino, D., Dekel, A., & Bournaud, F. 2010, MNRAS, 404, 2151
- Cresci, G., Mannucci, F., Maiolino, R., Marconi, A., Gnerucci, A., & Magrini, L. 2010, Nature, 467, 811
- Dekel, A., Sari, R., & Ceverino, D. 2009a, ApJ, 703, 785
- Dekel, A., et al. 2009b, Nature, 457, 451
- Dijkstra, M., Haiman, Z., & Spaans, M. 2006a, ApJ, 649, 14
- . 2006b, ApJ, 649, 37
- Erb, D. K., Bogosavljević, M., & Steidel, C. C. 2011, ApJ, 740, L31
- Fardal, M. A., Katz, N., Gardner, J. P., Hernquist, L., Weinberg, D. H., & Davé, R. 2001, ApJ, 562, 605
- Geach, J. E., et al. 2005, MNRAS, 363, 1398
- Goerdt, T., Dekel, A., Sternberg, A., Ceverino, D., Teyssier, R., & Primack, J. R. 2010, MNRAS, 407, 613
- Johnson, J. L. 2010, MNRAS, 404, 1425
- Kobayashi, C., Springel, V., & White, S. D. M. 2007, MNRAS, 376, 1465
- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., Marconi, A., & Gnerucci, A. 2010, MNRAS, 408, 2115
- Matsubayashi, K., Sugai, H., Hattori, T., Kawai, A., Ozaki, S., Kosugi, G., Ishigaki, T., & Shimono, A. 2009, ApJ, 701, 1636
- Matsuda, Y., Yamada, T., Hayashino, T., Yamauchi, R., & Nakamura, Y. 2006, ApJ, 640, L123
- Matsuda, Y., et al. 2004, AJ, 128, 569
- . 2011, MNRAS, 410, L13
- Mori, M., & Umemura, M. 2006, Nature, 440, 644
- Nilsson, K. K., Fynbo, J. P. U., Møller, P., Sommer-Larsen, J., & Ledoux, C. 2006, A&A, 452, L23
- Ouchi, M., et al. 2009, ApJ, 696, 1164
- Saito, T., Shimasaku, K., Okamura, S., Ouchi, M., Akiyama, M., & Yoshida, M. 2006, ApJ, 648, 54
- Saito, T., Shimasaku, K., Okamura, S., Ouchi, M., Akiyama, M., Yoshida, M., & Ueda, Y. 2008, ApJ, 675, 1076
- Sugai, H., et al. 2010, PASP, 122, 103
- Tenorio-Tagle, G., Silich, S. A., Kunth, D., Terlevich, E., & Terlevich, R. 1999, MNRAS, 309, 332
- Tornatore, L., Ferrara, A., & Schneider, R. 2007, MNRAS, 382, 945
- Trac, H., & Cen, R. 2007, ApJ, 671, 1
- Uchimoto, Y. K., et al. 2008, PASJ, 60, 683
- Ueda, Y., et al. 2008, ApJS, 179, 124
- van Ojik, R., Roettgering, H. J. A., Miley, G. K., & Hunstead, R. W. 1997, A&A, 317, 358
- Webb, T. M. A., Yamada, T., Huang, J.-S., Ashby, M. L. N., Matsuda, Y., Egami, E., Gonzalez, M., & Hayashimo, T. 2009, ApJ, 692, 1561
- Wilman, R. J., Gerssen, J., Bower, R. G., Morris, S. L., Bacon, R., de Zeeuw, P. T., & Davies, R. L. 2005, Nature, 436, 227

2.5 活動銀河核: 銀河合体による超巨大ブラックホール成長の観測的研究

今西昌俊^{1,2}

¹ Subaru Telescope, 650 North Aohoku Place, Hilo, HI 96720, USA

² National Astronomical Observatory, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan

Abstract

近傍の合体赤外線銀河を、近赤外線の K(2.2 μm)、Lバンド(3.5 μm)で、AOを用いて高空間分解能、かつ高感度で撮像観測することを提案する。銀河合体の際に、星生成に加えて、超巨大ブラックホールへどのような物質が質量降着し、AGN活動が活発化されるかを観測的に解明することが科学目的である。本研究は、冷たい暗黒物質に基づく初期宇宙での銀河形成で実際に起こっている物理過程に関して、重要な基礎データを提供する。赤外線の K、Lバンドは、HSTに比べて地上 8m 級望遠鏡が感度的に有利な波長帯であり、Lバンドで特に高感度の、可変副鏡を用いた次世代すばる AO が最も強力な研究手法になる。

2.5.1 イントロダクション

現在主流の冷たい暗黒物質 (CDM) に基づく銀河形成理論によれば、ガスに富み、中心に超巨大ブラックホール (SMBH) を持つ銀河同志が衝突/合体することにより、大きな銀河が形成されてきたと考えられている。そのような銀河合体の際に生じる星生成、SMBH への質量降着の様子を観測的に明らかにすることは、宇宙の歴史において、銀河 (星) や SMBH がどのように成長してきたかという問いに対する回答を与える上で極めて重要である。宇宙初期の銀河同志の合体で生じる物理現象を、現在の観測施設で詳細に研究することは無理であるが、近傍の同様な性質を持つ合体銀河の研究により、重要な手がかりが得られるはずである。具体的には、ガスを豊富に有し、かつ、中心に SMBH を持つ銀河同志の合体によって誘発された星生成、AGN 活動 (SMBH への質量降着に起因する活動) によって塵が暖められ、赤外線ですばる輝く合体赤外線銀河は、貴重な近傍の実験室となり得る。特に、複数の合体核のそれぞれの SMBH が同じように質量降着が激しくなり、明るい AGN 活動として観測されるのか?、あるいは、何らかの理由により、ある条件を満たす特定の核の SMBH のみ質量降着が激しく生じて活性化されるのか?、等を観測的に区別することは、CDM 銀河形成理論に対して重要な情報を与えるはずである。

本研究を難しくしているのは、SMBH がサイズの小さく、合体赤外線銀河ではガス/塵の奥深くにすぐに埋もれてしまい、可視光線では見つけにくくなるという事実である。実際、可視光線を基にする、複数の活動的な SMBH を持つ系 (dual AGN) の探査では、CDM 銀河形成理論から予想されるよりもはるかに少ない数しか見つけられていない (Rosario et al. 2011)。塵吸収の小さな波長で、合体赤外線銀河中のガス/塵に埋もれた AGN をきちんと見つけ出すことが本質的に重要なのである。波長が 2 μm より長い K(2.2 μm)、Lバンド(3.5 μm)は、塵吸収の影響が小さくなる (可視光線の 1/10 以下)。加えて、K-L の色が、AGN と星生成では大きく異なるため、両活動の放射を明確に区別することが可能であり (Willner et al. 1984; Ivanov et al. 2000)、埋もれた AGN を探査する目的において極めて有効な波長帯である。

我々は、AO を用いた近赤外線 K、Lバンドでの高空間分解能の撮像観測により、合体赤外線銀河中に埋もれた複数の活動的な SMBH (dual AGN) を見つけ、銀河合体による SMBH 成長、星生成の物理過程を観測的に明らかにすることを提案する。

2.5.2 AO および観測装置の仕様

空間的にコンパクトな AGN からの放射を、銀河全体に広がった星からの放射ときちんと区別するためには、高空間分解能の観測が必須であり、AO は欠かせない。また、波長の短い近赤外線である J(1.2 μm)、H(1.6 μm) バンドとは異なり、本研究に必要な K、Lバンドでは、地上大型望遠鏡に AO を組み合わせれば、HST を感度的にはるかに凌駕する。従って、地上 AO で行うべき研究テーマである。

実際の観測で重要になるのが、Lバンドでの感度である。普通の星生成では K-L の色が 1 等以下であるのに対し (Willner et al. 1984)、AGN では、周囲の高温に暖められた塵からの熱放射が Lバンドで特に効いてくるため、K-L の色は 2 等より赤くなる (Ivanov et al. 2000)。従って、AGN を拾い出すには、K-L が 2 等

より赤い銀河中心核を探せばいいことになる。地上からのLバンド観測の場合、地球に起因する背景放射がKバンド以下の波長に比べて急増し、感度が大幅に低下するという問題がある。天体を同じ時間積分した場合、LバンドはKバンドに比べて約5等ほど感度が悪い。この理由により、実際の観測でK-Lの色に意味のある制限を付け、星生成と区別して埋もれたAGNを見つけ出すことのできる合体銀河は限られてきた。

すばる望遠鏡の次世代AOの有力な候補GLAOは、副鏡をAO可変鏡にすることが想定されているため、背景放射レベルが軽減され、従来のAOに比べてLバンドで1等近く感度が向上し、かつ、Lバンドでほぼ回折限界が達成されると見込まれている。これが実現すれば、以下に述べる理由により、近傍合体赤外線銀河に潜むdual AGNを系統的に探査する目的において、世界で最も強力な手段となる。

1. すばる望遠鏡の現在のAOでも、Lバンドの感度はKeckやGeminiといったライバル望遠鏡に比べて1等以上高い。それでも、近傍の合体赤外線銀河で、Lバンドで少し暗い核になると、観測が厳しくなるのも事実である(図2.22)。すばる次世代AOによってLバンドでの感度が約1等向上すれば、20-30分程度の天体の積分時間で興味深い天体を網羅でき、他のライバル望遠鏡の追従を許さない研究成果を挙げることが可能になる。背景放射量が減ると、Lバンドの露出時間を長くすることができ、オーバーヘッドが激減して、観測効率が大幅に向上するという点も見逃せない。
2. Chandra X線天文衛星を用いたdual AGNの探査も行われ、いくつかの発見例はある(例えばKomossa et al. 2003; Bianchi et al. 2008)。しかし、積分時間は一天体あたり数時間以上が一般である。本提案の赤外線K、Lバンドによる撮像観測は、地上からの短時間積分で科学目的を達成できるため、限られた望遠鏡時間で、統計的により多くの天体に拡張できるという優位性がある。また、合体銀河中に埋もれたdual AGNからの2-10keVのX線放射は、ほとんどの場合反射成分であり、直接成分は見えていない。従って、Chandra X線天文衛星でdual AGNの存在は認識できるものの、その光度はわからない。赤外線のK、Lバンド撮像観測では、点源の明るさから、埋もれたAGNの光度を定量的に導出でき、エディントン光度以下で輝いているという妥当な仮定の下、SMBH質量の下限値を求めることができる。このSMBH質量の情報は、SMBH成長を研究する上で大きな意味を持つ情報である。
3. 全放射光度に対するLバンドの割合は、AGNは約0.2、星生成では約0.002(Risaliti et al. 2010)と、AGNの方が二桁も大きい。従って、仮に全放射光度の10%(5%)にしか寄与しないAGNが存在している場合でも、Lバンドの91%(84%)はAGN起源となる(吸収のない場合)。埋もれたAGNが、周囲の星生成に比べて $A_V=35$ 等の大きな塵吸収を受けている場合でも、Lバンド放射の52%(34%)はAGNに起因することになる。つまり、AGNが支配的な系だけでAGNを検出できるというのではなく、活発な星生成の中に共存する、そこそこの明るさのAGNでも、その存在をきちんと認識することができるのである。これは、一般に星生成活動も伴う合体赤外線銀河の中に潜むdual AGNを研究する上で、極めて優れた特徴である。
4. これまで、波長が $2\mu\text{m}$ より長い赤外線での分光観測から、合体赤外線銀河中に埋もれたAGNを見つけることに成功してきたが、基本的には一番明るい核においてのみであった(例えば、Imanishi et al. 2006, 2007, 2008, 2010a,b)。一方で、これら一連の赤外線の分光観測から、埋もれたAGNはK-Lが赤いという事実も再確認され、分光に比べて感度の良い撮像観測により、暗い核においても、埋もれたAGNを信頼性高く見つけ出す手法を確立することができた。本撮像観測によるdual AGN探査は、まさにこれから行うべきテーマなのである。

必要なAOおよび観測装置の仕様のまとめ

| AOの種類 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|------------|-----------|-------|-------------------|--------|------------------------|-----------------|
| GLAO(副鏡AO) | K,L高感度カメラ | K,L撮像 | 2-5 μm | R~5-10 | >1 arcmin ² | 0.1"-0.2" (K,L) |

Bibliography

- Bianchi, S., Chiaberge, M., Piconcelli, E., Guainazzi, M., & Matt, G. 2008, MNRAS, 386, 105
- Imanishi, M., Dudley, C. C., Maiolino, R., Maloney, P. R., Nakagawa, T., & Risaliti, G. 2007, ApJS, 171, 72
- Imanishi, M., Dudley, C. C., & Maloney, P. R. 2006, ApJ, 637, 114

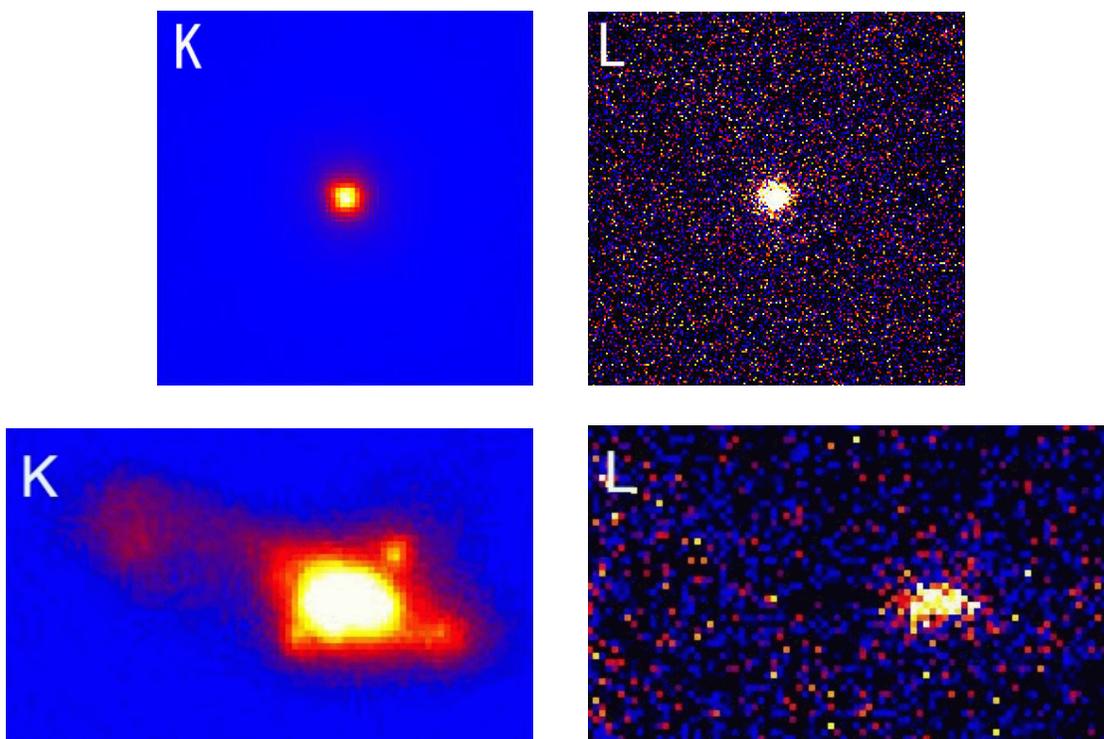


Figure 2.22: すばる望遠鏡 LGS-AO 撮像観測によって取得された、合体銀河の K(左)、Lバンド (右) 画像の例。(上): $K-L$ で赤い天源が検出され、埋もれた AGN が確認された赤外線銀河 (2011 年 8 月取得)。視野は $2'' \times 2''$ 。(下): Lバンドで少し暗めの近傍合体赤外線銀河 (2011 年 7 月取得)。視野は $10'' \times 6''$ 。Lバンド放射は、明るい核でしか検出されていない。暗い方の核でも検出するためには、Lバンドでより感度の良い次世代 AO の実現が待ち望まれる。

Imanishi, M., Maiolino, R., & Nakagawa, T. 2010a, *ApJ*, 709, 801

Imanishi, M., Nakagawa, T., Ohyama, Y., Shirahata, M., Wada, T., Onaka, T., & Oi, N. 2008, *PASJ*, 60, 489

Imanishi, M., Nakagawa, T., Shirahata, M., Ohyama, Y., & Onaka, T. 2010b, *ApJ*, 721, 1233

Ivanov, V. D., Rieke, G. H., Groppi, C. E., Alonso-Herrero, A., Rieke, M. J., & Engelbracht, C. W. 2000, *ApJ*, 545, 190

Komossa, S., Burwitz, V., Hasinger, G., Predehl, P., Kaastra, J. S., & Ikebe, Y. 2003, *ApJ*, 582, L15

Risaliti, G., Imanishi, M., & Sani, E. 2010, *MNRAS*, 401, 197

Rosario, D. J., McGurk, R. C., Max, C. E., Shields, G. A., Smith, K. L., & Ammons, S. M. 2011, *ApJ*, 739, 44

Willner, S. P., Fabbiano, G., Elvis, M., Ward, M., Longmore, A., & Lawrence, A. 1984, *PASP*, 96, 143

2.6 次世代広視野補償光学系で探る超遠方銀河アウトフロー

澁谷 隆俊^{1,2}, 柏川 伸成^{1,2}, 美濃和 陽典³

¹ 181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1 総合研究大学院大学 物理科学研究 天文科学専攻

² 181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1 国立天文台 光赤外研究部

³ Subaru Telescope, 650 North A'ohoku Place, Hilo, HI 96720, U.S.A.

Abstract

銀河における大局的なガスのインフロー (流入), アウトフロー (流出) は銀河進化, 宇宙空間の物質の進化などに密接に関わっていると考えられ, 10m 級大型望遠鏡により, およそ赤方偏移 3 の明るい遠方銀河の速度構造が精力的に調べられてきた. しかし, 赤方偏移 4 以上の銀河において速度構造を調べた研究は, その暗さ故まだ殆どなく, 遠方宇宙において銀河アウトフローが存在するのか, いつ発現したのか, どのように進化したのか, などがよく分かっていない. 遠方銀河アウトフローの調査に必要な星雲線を検出するために, 「重力レンズ効果」と「補償光学系観測」のユニークな組み合わせが注目されている. さらに次世代広視野補償光学系を用いた観測により, 超遠方銀河アウトフロー研究のフロンティアが飛躍的に切り開かれる可能性がある.

2.6.1 銀河アウトフローを研究する意義

銀河からのライマンアルファ ($\text{Ly}\alpha$) 輝線や紫外線 (UV) 連続光などの明るさは, その銀河が内部でどれほど星形成を行っているか, という指標になる, そのため, ある明るさを持つ銀河がどの程度存在するか, を示す光度関数 (LF) は, 銀河進化を研究するにあたり基本的な量のひとつとして頻繁に用いられている. しかし, 銀河内の星形成は星間ガスを餌として引き起こされるため, 銀河へガスがインフローすると星形成がより活発に起こる可能性があり, 逆に, 銀河からのガスのアウトフローがあると銀河内の冷たいガスが枯渇してしまうために星形成が抑制される可能性がある. 銀河へのガスの出入りは基本的な量である LF の形を変える重要な物理過程として注目されている (Benson et al. 2003). 一方で, 銀河アウトフローは銀河自身の進化のみならず, 銀河間物質の組成に多大な影響を及ぼすと考えられている. 遠方クェーサー (QSO) の明るい UV 連続光に刻み込まれる金属吸収線の研究により, 銀河間の金属は宇宙の歴史を歩むと共に増加していった可能性がある. この原因のひとつとして, 銀河アウトフローにより銀河内で生成された金属が物質循環の輪廻を抜け出し, その周りを金属汚染したことが挙げられる (Simcoe et al. 2011; Ryan-Weber et al. 2009). さらに, 銀河アウトフローは深宇宙における最大の変転のひとつである宇宙再電離を探る上でも緊密に関わると考えられている. 宇宙再電離とは, 中性であった銀河間水素ガスが初代星, 初代銀河からの電離放射を浴び, 中性状態から電離状態に大規模に移り変わる現象を指す. これに対し, 各時代のライマンアルファ輝線銀河 (LAE) の $\text{Ly}\alpha$ LF を比較することにより, 銀河間の中性度に制限が付けられてきた (e.g., Shibuya et al. 2012; Kashikawa et al. 2011). 中性水素ガスの密度が高い再電離初期の宇宙では, LAE を覆う中性水素ガス雲から $\text{Ly}\alpha$ 光子が抜け出しにくくなるが, アウトフローが起こるとそれが抜け出しやすくなる可能性が示唆されている (Dijkstra & Wyithe 2010). そのため, 銀河からのガスの出入りがあるかどうかは潜在的な $\text{Ly}\alpha$ LF, LAE 個数密度に関係し, これまでの LAE 探査による再電離研究に一石を投じるかも知れない (Alexander et al. 2010). 他にも, (超) 高光度赤外線銀河 ((U)LIRG) や QSO などの種族間進化関係 (Kawakatu et al. 2006), ライマンアルファ星雲 (LAB) が $\text{Ly}\alpha$ 輝線で空間的に広がっている原因 (Taniguchi & Shioya 2000), として銀河アウトフローが挙げられており, それが数々の天文学研究分野に及ぼす影響は計り知れない.

2.6.2 アウトフロー研究の現状と測定方法

上記の理由から, 遠方銀河の速度構造が精力的に調べられてきた. 遠方銀河のガスの速度構造は, ある輝線 (または吸収線) をその銀河の系統的速度 (基準) として, 別の輝線との速度差を測ることで調べられる. Shapley et al. (2003) では 10m 級望遠鏡の可視分光器を用いて, およそ赤方偏移 3 の明るい UV 連続光を持つライマンブレイク銀河 (LBG) の速度構造を, UV 連続光に写る吸収線と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度差を測定することによって大規模に調査した. その結果, 殆どの銀河においてアウトフローの兆候が見られ, 銀河フィードバック研究の重要性が強固に裏付けられている (図 2.23 左). この「吸収線- $\text{Ly}\alpha$ 」の速度差を調べる手法により, 現在で

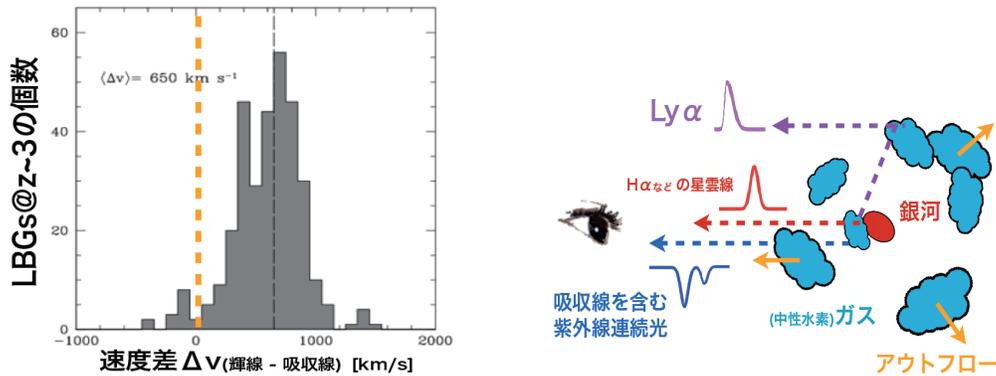


Figure 2.23: 左：赤方偏移 3 の LBG のアウトフロー速度分布, (Shapley et al. 2003) UV 連続光に写る吸収線と Ly α 輝線の速度差を測ることによりアウトフロー速度を求めた. 縦の太い点線は速度差 0 を示す. 殆どの銀河がアウトフローしていることが分かる. 右：ガスのアウトフローを起こす遠方銀河からの輝線と吸収線の経路を表した模式図.

は赤方偏移 5 に至るまでの LBG の速度構造が調べられている (Vanzella et al. 2009). しかし, この手法では我々に向かって吹き飛ぶ中性水素ガスが刻む吸収線と, 中性水素ガス雲によって共鳴散乱されあらゆる方向に吹き飛ぶ Ly α 輝線との差を観測しているため, 正確なアウトフロー速度が調べられない (図 2.23 右). アウトフロー速度は, 輻射輸送モデル構築に不可欠な重要なパラメータであるため, これを観測的に正確に見積もることは極めて重要である (Verhamme et al. 2006). そこで鍵となるのが, 中性水素ガスに対して光学的に薄い H α 輝線などに代表される「星雲線」である. これを系統的速度とすることにより銀河本来の位置を正確に見積もることができる (図 2.23 右). 現在, 赤方偏移した星雲線を赤外線分光器で捕らえることにより, 赤方偏移 3 の LBG の速度構造が詳しく調べられている (Pettini et al. 2001; Steidel et al. 2010). 星雲線を検出することにより, 複数のピークがある Ly α 輝線を持つ LBG 速度構造の精細な研究も進んでいる (Kulas et al. 2011). ところが, 赤方偏移 4 を超える遠方 LBG の星雲線はその暗さ故, 面分光器を用いた意欲的な数例の観測 (Swinbank et al. 2009, 2007) を除いて全く検出できていない. その上, 典型的に LBG よりも暗い銀河種族である LAE では, 赤方偏移 3 でさえ, 数天体でしか検出できていないのが現状である (McLinden et al. 2011).¹ (表 2.6.2)

| 赤方偏移 3 以上の LAE, LBG の星雲線を用いた速度構造の研究 ² | | | |
|--|---|---|------------------------------|
| 赤方偏移 | 3 | 4 | 5 |
| | 100 天体以上 | | 2 天体 ³ |
| LBG | (e.g. Steidel et al. 2010) 2 天体 ⁴ | - | (Swinbank et al. 2009, 2007) |
| LAE | (McLinden et al. 2011) | - | - |

このように赤方偏移 4 以上の LBG, 赤方偏移 3 以上の LAE が遠方銀河アウトフロー研究のフロンティアである. 赤方偏移 4, 5 の銀河はアウトフローを起こしていたのか. アウトフローは赤方偏移 5, 4, 3 と移り変わるにつれ, どのように進化したのか. また, いつ発現したのか. さらに, LBG, LAE の種族間でアウトフローの性質に違いはあるのか, などの問いに対し遠方銀河を系統的に観測し追求していくことは, 銀河進化, 銀河間物質進化を包括的に理解する上で必須である.

2.6.3 補償光学系付き広視野多天体分光で解き明かす超遠方銀河アウトフロー

超遠方銀河からの微弱な星雲線を検出するという困難を打開するために, 注目されているのが「重力レンズ効果」と「補償光学系」の組み合わせである. 重力レンズ効果により, 銀河団などの重い天体の背後にある観測天体は増光を受ける. 重力レンズ効果により増光を受けた明るい遠方銀河は銀河団領域の探索により数多くみつまっている (e.g. Frye et al. 2002; Bayliss et al. 2010, 2011). さらに補償光学系により, 地球大気による星

¹赤方偏移 2 付近の研究としては (Finkelstein et al. 2011) などがある.

²2012 年 1 月現在

³重力レンズ効果を受け, 空間的に広がった天体を面分光器で観測

⁴Hashimoto et al. in prep., Guaita et al. in prep. などの論文投稿準備中の研究による天体も含めると約 10 天体になる.

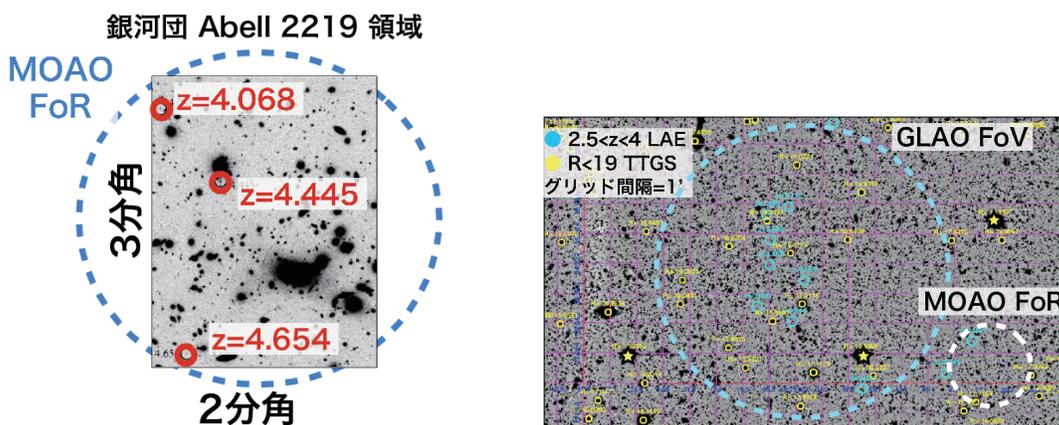


Figure 2.24: 左：銀河団 Abell 2219 領域にある重力レンズ効果により増光を受けた赤方偏移 4 以上の銀河分布. (Frye et al. 2002) 点線は MOAO の補正視野. 1つの銀河団領域にある遠方銀河を一度に分光観測することができる. 右：すばる深宇宙探査領域 (SDF) にある赤方偏移 3 付近の LAE 分布. 大きな円は, GLAO の補正視野, 小さな円は MOAO の補正視野. 星像を補正する際に必要な参照星 (黄色い円) も数多く存在することが分かる.

像の乱れが取り除かれ結果的に観測感度が向上する. これらの強力な組み合わせにより, すばる望遠鏡の現行補償光学系装置 AO188/IRCS で遠方銀河アウトフローの観測が開始されている (Shibuya 2011). しかし, 現行補償光学系装置の補正視野は, 半径 ~ 90 秒角と十分に広くなく, 遠方銀河を一天体ずつ分光するという非効率な観測である. 1つの銀河団領域に典型的に 3, 4 個の赤方偏移 4 以上の銀河が発見されているため, 次世代広視野補償光学系による多天体分光を行うと, それらの銀河からの星雲線が一挙に観測できる (図 2.24 左). 赤方偏移 4 以上の銀河からの暗い星雲線を検出するためには, 補償性能の高い MOAO が不可欠であるが, これに比べ明るい赤方偏移 3 の LAE においては補正視野の広い GLAO で対応が可能であろう. GLAO による広視野多天体分光により, すばる望遠鏡主焦点カメラによって構築された膨大な赤方偏移 3 LAE サンプル (e.g., Ouchi et al. 2008) を一網打尽に観測することができる (図 2.24 右). これらの次世代広視野補償光学系により, 赤方偏移 3, 4 以上の超遠方銀河アウトフローのフロンティアが開拓され, 銀河フィードバックと銀河進化, 銀河間物質進化関係の理解が飛躍的に進むことは間違いない.

2.6.4 AO および観測装置の仕様

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|-----------|-------|-----------------------|----------|----------------------------|----------------|
| MOAO | 近赤外多天体分光器 | 多天体分光 | 1.1-2.5 μm | R > 2000 | 半径 > 5 arcmin ² | 0.1 arcsec (K) |
| GLAO | 近赤外多天体分光器 | 多天体分光 | 1.1-2.5 μm | R > 2000 | 半径 > 2 arcmin ² | 0.2 arcsec (K) |

近赤外線域に落ちる赤方偏移 > 4 銀河の星雲線は, [OIII], H β 輝線である. Pettini et al. (2001) によるとそれらの典型的な輝線フラックスは $f_{\text{OIII}} = 3 \times 10^{-17}$ (erg/s/cm²) である. この値は赤方偏移 3 銀河におけるものであるが, 重力レンズによる増光効果により赤方偏移 > 4 においてもほぼ同等のフラックスとなるであろう. MOAO が現行補償光学系 AO188/IRCS と同等程度の空間分解能を持っていたとすると, 約 3 時間の分光観測で $S/N = 8$ の輝線を検出できると予想される. 面分光器も備え付けられれば, 重力レンズ効果を受け歪んだ銀河の像を空間的に分光できる. 一方で, 赤方偏移 ~ 3 の LAE からは比較的明るい [OIII] 輝線が捕らえられる. こちらは [OIII] に比べて約 1 桁明るい (McLinden et al. 2011) ため補償性能が比較的低い GLAO で対応が可能であろう.

Bibliography

Alexander, D. M., Swinbank, A. M., Smail, I., McDerimid, R., & Nesvadba, N. P. H. 2010, MNRAS, 402, 2211

- Bayliss, M. B., Hennawi, J. F., Gladders, M. D., Koester, B. P., Sharon, K., Dahle, H., & Oguri, M. 2011, *ApJS*, 193, 8
- Bayliss, M. B., Wuyts, E., Sharon, K., Gladders, M. D., Hennawi, J. F., Koester, B. P., & Dahle, H. 2010, *ApJ*, 720, 1559
- Benson, A. J., Bower, R. G., Frenk, C. S., Lacey, C. G., Baugh, C. M., & Cole, S. 2003, *ApJ*, 599, 38
- Dijkstra, M., & Wyithe, J. S. B. 2010, *MNRAS*, 408, 352
- Finkelstein, S. L., et al. 2011, *ApJ*, 729, 140
- Frye, B., Broadhurst, T., & Benítez, N. 2002, *ApJ*, 568, 558
- Kashikawa, N., et al. 2011, *ApJ*, 734, 119
- Kawakatu, N., Anabuki, N., Nagao, T., Umemura, M., & Nakagawa, T. 2006, *ApJ*, 637, 104
- Kulas, K. R., Shapley, A. E., Kollmeier, J. A., Zheng, Z., Steidel, C. C., & Hainline, K. N. 2011, *ArXiv e-prints*
- McLinden, E. M., et al. 2011, *ApJ*, 730, 136
- Ouchi, M., et al. 2008, *ApJS*, 176, 301
- Pettini, M., Shapley, A. E., Steidel, C. C., Cuby, J.-G., Dickinson, M., Moorwood, A. F. M., Adelberger, K. L., & Giavalisco, M. 2001, *ApJ*, 554, 981
- Ryan-Weber, E. V., Pettini, M., Madau, P., & Zych, B. J. 2009, *MNRAS*, 395, 1476
- Shapley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., & Adelberger, K. L. 2003, *ApJ*, 588, 65
- Shibuya, T. 2011, in *Subaru Proposal*, S11B–100
- Shibuya, T., Kashikawa, N., Ota, K., Iye, M., Ouchi, M., Furusawa, H., Shimasaku, K., & Hattori, T. 2012, *ApJ*, in press
- Simcoe, R. A., et al. 2011, *ApJ*, 743, 21
- Steidel, C. C., Erb, D. K., Shapley, A. E., Pettini, M., Reddy, N., Bogosavljević, M., Rudie, G. C., & Rakic, O. 2010, *ApJ*, 717, 289
- Swinbank, A. M., Bower, R. G., Smith, G. P., Wilman, R. J., Smail, I., Ellis, R. S., Morris, S. L., & Kneib, J.-P. 2007, *MNRAS*, 376, 479
- Swinbank, A. M., et al. 2009, *MNRAS*, 400, 1121
- Taniguchi, Y., & Shioya, Y. 2000, *ApJL*, 532, L13
- Vanzella, E., et al. 2009, *ApJ*, 695, 1163
- Verhamme, A., Schaerer, D., & Maselli, A. 2006, *A&A*, 460, 397

2.7 系外銀河における IMF の研究 ～系内研究の視点による直接導出～

Chikako Yasui¹, Masao Saito¹, Natsuko Izumi², Naoto Kobayashi², Alan T. Tokunaga³

¹ National Astronomical Observatory, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan

² Institute of Astronomy, School of Science, University of Tokyo, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-0015, Japan

³ Institute for Astronomy, University of Hawaii, 2680 Woodlawn Drive, Honolulu, HI 96822, USA

Abstract

宇宙の進化を探るパラメータとして非常に重要な星の初期質量関数 (IMF) の普遍性/環境依存性を探るため、系外銀河内に存在する young cluster の初期質量関数の厳密かつ統計的な導出を提案する。このサイエンスは安定した高空間分解能を必要とするため、次世代 AO コーがこの分野を大きく進展させると期待される。

2.7.1 イントロダクション

宇宙の最も基本的な構成要素である「星」がいかに生まれるかを探る星生成研究は、天文学の中で重要な研究分野のひとつである。その中で最も主要なテーマの一つとして、どの程度の質量を持つ星がどの程度の個数生まれるかという、**星の質量分布 (初期質量関数 IMF: Initial Mass Function)** が挙げられる。重い星は多量の α 元素を生成して宇宙空間に放出し次世代の星に取り込まれる点、比較的軽い星はその後の非常に長い時間にわたって星として輝き続け、最終的に Ia 型超新星として鉄族元素を放出する点を考えると、そういった星々の比率を決定する IMF は銀河形成史のモデルを大きく左右する重要な「パラメータ」といえる。

IMF は、当初 field star を使った導出が行われ (Salpeter 1955)、指数 (Γ) が -1.35 のべき乗 (“Salpeter IMF”) の基本形が確立された。その後、太陽近傍約 10pc 以内の領域について Salpeter IMF と大きく矛盾のない IMF が得られ、この IMF の普遍性が明らかになってきた (e.g., Kroupa et al. 1993; Reid & Gizis 1997)。現在では、特に young cluster (年齢 $t \leq 5$ Myr) を用いて広く IMF が導出されてきている。クラスターでは、ほぼ同時に星が生まれるという性質があるため、星の光度関数から IMF が容易に求められる。中でも、寿命の短い大中質量星がまだ多く含まれている段階の young cluster がクラスターメンバーの正確な同定に大きな利点があるため、よく用いられている。これまで、太陽近傍 (~ 500 pc) のクラスターについて重点的に IMF が導出された結果、いずれのクラスターの IMF も傾きがほぼ Salpeter IMF と consistent であること、characteristic mass (IMF のピークでの質量) はほぼ一定 ($\sim 0.3 M_{\odot}$) であることが分かった (Bastian et al. 2010)。そして現在、銀河系中心から (Espinoza et al. 2009) 銀河系外縁部に至るまで (Yasui et al. 2008) 銀河系全体の幅広い環境にわたって IMF の研究が精力的に進められつつあり、われわれの銀河系内の IMF は、どこにおいても Salpeter IMF と consistent という結果が得られている。唯一、young “massive” clusters (e.g., Arches cluster, Quintuplet, and NGC 3603) については、幾分緩い傾きの IMF が示唆されているが、このような密度の高いクラスターにおいては複雑な星形成史や強い力学的進化などが存在するために、解析が困難になっている可能性があり (Bastian et al. 2010)、正確な IMF 導出のためには、星を十分に空間分解した観測が必要となる。実際、銀河系中心領域に存在する Arches cluster では、当初、やや重い星の割合が大きい top-heavy 型 ($\Gamma = 0.65$; Figer et al. 1999) の IMF であることが指摘されたが、観測装置の向上や注意深い解析の結果、次第に Salpeter IMF とおおよそ consistent であるという結果 ($\Gamma = 1.1$; Espinoza et al. 2009) が得られてきた (表 2.6)。この例からも、**IMF の正確な導出のためには、星を一つ一つ数えるという基本に立ち返ることがいかに重要であるかが分かる**。他にも NGC3603 では、Salpeter IMF と全く consistent であるという結果 (Nürnberg & Petr-Gotzens 2002) から $\Gamma = 0.74$ であるという結果 (Harayama et al. 2008) まで存在し、まだまだ観測が十分でないことがわかる。また、WD1 のように同じ massive cluster でありながら Salpeter IMF と consistent であると求められているものもあり、精密な観測と解析が強くと求められている。

IMF 研究の次の大きなステップは、系外銀河における IMF を明らかにすることにある。しかし、個々の星を分解した詳細な星生成研究は、われわれの銀河系内もしくはせいぜい銀河系から非常に近い距離にある

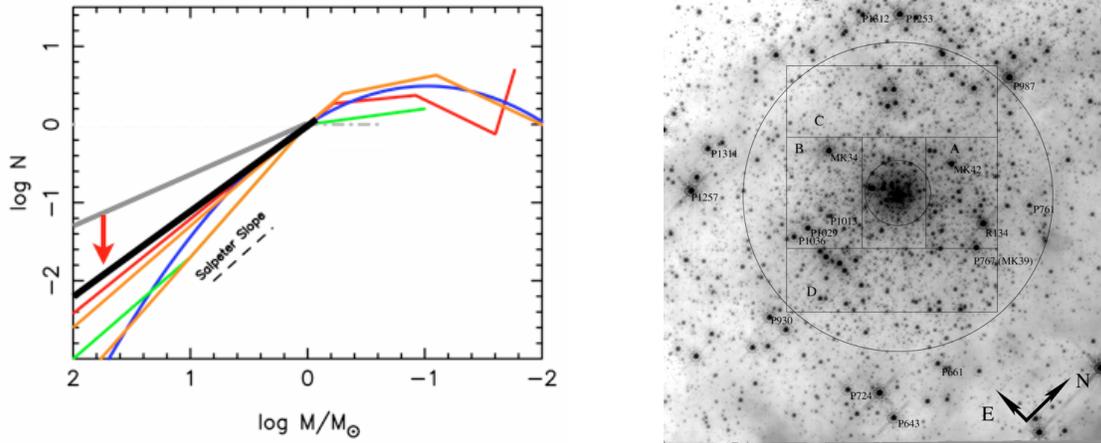


Figure 2.25: (左) これまでに求められてきた典型的な IMF(カラー) と、Arches cluster について求められた IMF(モノクロ)。Arches cluster の IMF は当初灰色線のような傾きを持つやや top-heavy 型と指摘されたが (Figer et al. 1999)、観測装置の進歩と詳細な解析の結果、次第に典型的な Salpeter IMF とほぼ consistent な結果 (黒線) が得られつつある (Espinoza et al. 2009)。(右) LMC の young cluster “30 Doradus” の HST での観測例 (Andersen et al. 2009)。

($D = 50$ kpc) 矮小銀河大小マゼラン雲 (LMC/SMC) までしか及んでいない。更に遠い領域については、さまざまな工夫による導出が試みられており、“universal” から外れるという示唆もある。たとえば、Starburst galaxies M82 の super massive cluster F について dynamical mass、V-band での luminosity、年齢を考慮することで小質量星が極端に少ない IMF が (Smith & Gallagher 2001)、low-surface brightness galaxy について $H\alpha$ と UV 強度比より bottom-heavy IMF が (Meurer et al. 2009)、更に楕円銀河については化学進化モデルより極めて top-heavy 型の IMF (Nagashima et al. 2005) が指摘されている。

これらの結果が個々の星を分解しない方法によるなんらかのバイアスによるものなのか、もしくはわれわれの銀河を大きく離れた領域では実際に IMF が異なるのか？次世代 AO は、系外銀河の星を分解した高分解能観測を可能にするため、この問題の解決を大きく進展させると期待される。そこでまず、銀河系内での研究同様に詳細なレベルでの星生成研究のためにはどこまで届くか、その場合にどのような銀河のどのようなターゲットが観測可能となるのかを検証し、このサイエンスに望ましい AO の仕様を提案する。

| Reference | 装置 | Γ |
|------------------------|----------------|----------|
| Figer et al. (1999) | NICMOS on HST | 0.65 |
| Stolte et al. (2002) | AO on Gemini-N | 0.8 |
| Kim et al. (2006) | AO on Keck | 0.9 |
| Espinoza et al. (2009) | AO on VLT | 1.1 |

Table 2.6: Arches cluster の IMF 導出の歴史。

2.7.2 Proposed Science

IMF は本当に universal なのか？ もしくは、universal を大きく外れるか？この大きな問題に答えるためには、個々の星を分解した厳密な IMF の導出を銀河系内や LMC/SMC を離れ、より遠くの銀河にまで拡張することが必要となる。また、得られる個々の IMF にはどうしてもばらつきが生じるため、数多くの系外銀河中の星生成クラスターについて統計的な導出が必須となる。それらを用いることにより、観測／理論両方においてまだ全く分かっていない IMF 普遍性の“カギ”の特定と IMF の環境依存性の解明を直接つなげることができる。

実際に次世代 AO でどの程度の距離まで観測できるかを調べるために、100 kpc から 10 Mpc までの距離にターゲットが存在する場合の、クラスター中の星の separation($\Delta\theta$ ["]) と限界質量を求めた (表 2.7)。星の separation については、クラスター中の星の典型的な距離 (~ 0.1 pc) を仮定し、また限界質量については、8 m

2.7. 系外銀河における IMF の研究 ～系内研究の視点による直接導出～

望遠鏡で AO を用いた場合のおおよその限界等級 $K = 23 \text{ mag}$ に対応する星のおおよその質量とした。空間分解能が 8 m 望遠鏡の回折限界 ($\sim 0.05''$) であれば、系内における導出と同様に星を分解して 1 つ 1 つ数えるという精密な IMF の導出が、 $\sim 500 \text{ kpc}$ までの距離にある young cluster について可能であることが分かる。

このような距離に存在する young cluster として、ガスが豊富にありまだ星生成が頻繁に起こっている矮小不規則銀河が主なターゲットとなる。矮小不規則銀河は、一般に 1/10 太陽金属量未満の非常に低い金属量が測定されるなど始源的な環境を残しており、そのような環境における IMF が直接導出できるという点においても天文学的に非常に興味深いターゲットとなる。具体的には、太陽からの距離 500 kpc 以内に恐らく唯一存在する矮小不規則銀河 NGC 6822 が有力なターゲットとなる。この銀河には、実際に、最近の HST の観測で若い星生成領域が見つかりつつあり (Bianchi & Efremova 2006; Efremova et al. 2011)、十分に低い質量の星 $\sim 3 M_{\odot}$ まで IMF 導出が可能である。その他のターゲットとして、空間分解はやや厳しいものの、800 kpc に位置する IC10, LeoA などの銀河中に存在する非常に若い星生成領域 ($\sim 1 \text{ Myr}$) であれば $\sim 5 M_{\odot}$ までの検出が可能であり、Arches cluster の IMF 研究とほぼ同程度の感度まで検出可能である。

このように、8 m 級望遠鏡で初めて系外銀河を系内と同様のレベルで IMF を導出できることが分かるが、統計的にはまだまだ十分ではない。将来の TMT では、AO を用いることで $\Delta\theta \sim 0.01''$ の空間分解能、 $K \sim 27 \text{ mag}$ の感度が達成され、表 2.7 より $\sim 1 \text{ Mpc}$ までの距離のターゲットについて $\sim 1 M_{\odot}$ の星までを分解した観測が可能となる。そのことで、Local Group 全体の星生成クラスターについて、現在の系内での研究と同様の精密な研究が可能となり、おそらく超大型望遠鏡の主要な研究の 1 つになることが予想される。すばる次世代 AO を用いた研究は、そのような研究を世界に先駆けて行うものであり、非常に意義深い。

| 距離 (DM) | 代表的な銀河 | 星の separation | 限界質量 (8 m) | Comments |
|----------------|------------------|---------------------------|-----------------|------------|
| (mag) | | ($''$) | (M_{\odot}) | |
| 1 kpc | 典型的な星生成領域 | $20''$ | | |
| 10 kpc (15) | MW の最外縁部 | $2''$ | 0.1 | |
| 50 kpc (18.5) | LMC/SMC | $0.4''$ | 0.5 | 現在の研究はここまで |
| 100 kpc (20.0) | | $0.2''$ | 1 | |
| 500 kpc (23.5) | NGC 6822 | $0.04''$ (8 m 望遠鏡での限界) | 3 | |
| 1 Mpc (25) | M31, Local Group | $0.02''$ (30 m 望遠鏡での限界) | 10 | |
| 5 Mpc (28.5) | | $0.004''$ (100 m 望遠鏡での限界) | | |
| 10 Mpc (30) | | $0.0002''$ | | |

Table 2.7: ターゲットまでの距離とクラスター中の星の separation, 限界質量の比較。ただし、「星の separation」は、クラスター中の星の典型的な距離 $\sim 0.1 \text{ pc}$ (Allen et al. 2007) を仮定した。また、「限界質量」は、8 m 望遠鏡でのおおよその限界等級 $K = 23 \text{ mag}$ に対応する星のおおよその質量を示した (Lejeune & Schaerer (2001) の stellar evolution model を使用)。

2.7.3 AO および観測装置の仕様

多数の領域における IMF を統計的に導出するためには、回折限界ぎりぎり ($\simeq 0.05''$) の安定した高空間分解能が望ましい。幸い、 $\gtrsim 100$ kpc にまで離れた系外銀河中の星生成クラスターの広がりはいささか小さい (~ 1 arcmin 四方)。視野や感度は、多く積分をすることである程度補うことができるため、本提案以外にも、世界に先駆けたユニークなサイエンスを進めるためには、安定して高い空間分解能を得られる AO が望ましいと考える。

| 必要な AO および観測装置の仕様のまとめ | | | | | | |
|-----------------------|--------|-------|-----------------|-------|---------------------------|---------------------|
| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
| MCAO | 近赤外カメラ | 赤外線撮像 | 0.9–2.5 μ m | | >30 arcsec ² | 0.05 arcsec (K) |

Bibliography

- Allen, L., et al. 2007, *Protostars and Planets V*, 361
- Andersen, M., Zinnecker, H., Moneti, A., McCaughrean, M. J., Brandl, B., Brandner, W., Meylan, G., & Hunter, D. 2009, *ApJ*, 707, 1347
- Bastian, N., Covey, K. R., & Meyer, M. R. 2010, *ARA&A*, 48, 339
- Bianchi, L., & Efremova, B. V. 2006, *AJ*, 132, 378
- Efremova, B. V., et al. 2011, *ApJ*, 730, 88
- Espinoza, P., Selman, F. J., & Melnick, J. 2009, *A&A*, 501, 563
- Figer, D. F., Kim, S. S., Morris, M., Serabyn, E., Rich, R. M., & McLean, I. S. 1999, *ApJ*, 525, 750
- Harayama, Y., Eisenhauer, F., & Martins, F. 2008, *ApJ*, 675, 1319
- Kim, S. S., Figer, D. F., Kudritzki, R. P., & Najarro, F. 2006, *ApJ*, 653, L113
- Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G. 1993, *MNRAS*, 262, 545
- Lejeune, T., & Schaerer, D. 2001, *A&A*, 366, 538
- Meurer, G. R., et al. 2009, *ApJ*, 695, 765
- Nagashima, M., Lacey, C. G., Okamoto, T., Baugh, C. M., Frenk, C. S., & Cole, S. 2005, *MNRAS*, 363, L31
- Nürnberg, D. E. A., & Petr-Gotzens, M. G. 2002, *A&A*, 382, 537
- Reid, I. N., & Gizis, J. E. 1997, *AJ*, 113, 2246
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Smith, L. J., & Gallagher, J. S. 2001, *MNRAS*, 326, 1027
- Stolte, A., Grebel, E. K., Brandner, W., & Figer, D. F. 2002, *A&A*, 394, 459
- Yasui, C., Kobayashi, N., Tokunaga, A. T., Saito, M., & Tokoku, C. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 396, *Formation and Evolution of Galaxy Disks*, ed. J. G. Funes & E. M. Corsini, 225

2.8 すばる AO による銀河考古学

Masashi Chiba¹

¹ Astronomical Institute, Tohoku University, Sendai 980-8578, Japan

Abstract

すばる AO を用いた銀河考古学の展開のひとつとして、銀河系中心方向にある球状星団候補天体に対しての系統的な近赤外撮像・分光観測を提案する。候補天体は、星間吸収大で恒星が密集している銀河系バルジ方向において、2MASS、Spitzer/IRAC GLIMPSE、そして VVV サーベイにて検出されたものである。我々の目標は、(1) 球状星団候補天体を高空間分解能撮像により同定して個々の恒星に分離し、(2) 色等級図上における恒星分布に基づいて恒星種族の性質、すなわち複数の恒星種族の存在に関する検定と金属量と年齢の決定を行い、さらに、(3) 球状星団の星ならびにその周辺に期待される恒星潮汐流の速度分布を分光観測によって導出することにより、星団とその背景にある重力場を決定することにある。この観測提案は、球状星団系の形成と進化、特に銀河系バルジに付随する球状星団とバルジ本体の形成との関係について重要な知見を与えるものと期待される。

2.8.1 はじめに

銀河考古学の主題は、恒星系である銀河や星団をひとつひとつの恒星に分離して調べることによって、恒星系の形成と進化を解明することにある。したがって、AO 技術は恒星を分離する際に威力を発揮する。特に、銀河系中心方向のように恒星が密集しているかつ星間吸収の影響が大きな領域において、AO 技術を用いた観測が重要になると考えられる。

研究対象は多岐に渡ると思われるが、ここではすばる AO を用いた銀河系中心方向の球状星団探査、ならびに球状星団の種族解析に基づく球状星団の形成と進化、さらに銀河系バルジの形成との関連などを述べたいと思う。

2.8.2 銀河系球状星団について

球状星団系は銀河系において基本的な恒星系であるにもかかわらず、星団系の形成進化に関する我々の理解は未だ十分ではない。その主な理由として、我々は未だに銀河系にある全ての球状星団を検出しておらず、特に銀河系中心方向で星間吸収が大きくかつ恒星が密集している方向において、未同定の星団がたくさんあると考えられるからである。

球状星団は近傍宇宙において最も古い恒星系であり、したがって、銀河系のような銀河がその初期段階においてどのような過程で形成されたかといった情報を持っている。たとえば、現代の階層的な銀河形成の描像は、Searle & Zinn (1978) によるハロー球状星団の解析結果によって導かれたと言っても過言ではない。彼らは銀河系ハローの外側にある球状星団系において、数 10 億年の年齢の分散や、金属量の空間勾配がないことを基にして、銀河系は Eggen et al. (1962) が提唱するような単一の銀河収縮で生まれたのではなく、多くの独立した恒星塊がランダムに合体する過程によるものだと主張した。これはまさに、現在のダークマターとバリオン

の階層的合体による銀河形成論と合致する考え方である。

一方、銀河系における球状星団系の研究において、銀河系バルジ方向は星間吸収の影響のために、長い間球状星団の性質とバルジとの関連などが未開拓の状態であった。実際、Harris (2001) は、銀河系中心方向ではバルジと円盤での強い星間吸収効果のために、おおよそ 20 個ほどの球状星団が未同定で隠されているであろうと見積もった。こういった背景により、近年、近赤外線撮像装置を用いた銀河系中心方向の星団探査が行われてきた。そして、銀河系中心、特にバルジ成分に付随する球状星団はハローの星団とは違った特徴を持っているという示唆が得られてきた。たとえば、Terzan 5 とよばれる銀河系中心方向にある球状星団は、VLT/MAD による高空間分解能近赤外イメージを見てみると、どうも 2 つの恒星種族で構成されているらしい (Ferraro et al. 2009)。図 2.26 の下に示す色等級図を見ると、2 つの水平分枝クランプが存在していることがわかり、暗い水平分枝を示す星は比較的金属量は低く年齢はとても古い ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$, 12 Gyr) 一方、明るい水平分枝を示す星は金属量が高く若いことがわかった ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$, 6 Gyr)。これは、Terzan 5 は少なくとも 2 度に

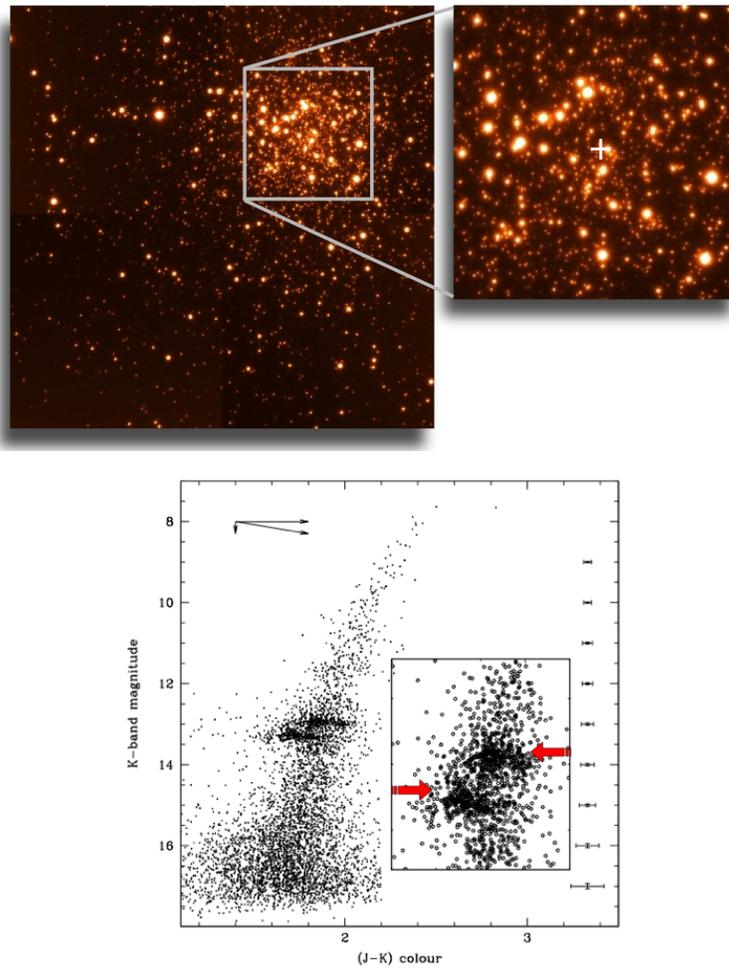


Figure 2.26: 上：VLT/MAD による Terzan 5 の K バンドイメージ (Ferraro et al. 2009)。左は $1' \times 1'$ の領域であり、右に示す小領域は $16'' \times 16''$ 領域を拡大したものである。下： K vs. $J-K$ の色等級図。2つの水平分枝が存在していることが分かる (Ferraro et al. 2009)。

わたって星形成を経験したことを示唆する。また、Terzan 5 の金属量と銀河系バルジのそれが近い値を示すことから、Terzan 5 を保有するより大きな小銀河（矮小銀河？）がバルジの形成に関わったという考え方も可能になるだろう。同様に特徴的な球状星団候補として、HP 1 とよばれる球状星団は、Ortolani et al. (2011) の VLT/MAD による観測結果によると、金属量は $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.0$ と低く、年齢が大変古くて約 13.7 Gyr と評価され、ハロー星団の平均より約 1 Gyr ほど古いことがわかった。これは、HP 1 は原始銀河系において形成された初期の球状星団のなごりではないかという議論にもなってきた。このように、銀河系中心のバルジ方向で同定された球状星団を AO で詳しく恒星種族を調べてみると、大変ユニークな特徴を持っていることが最近になって分かってきたのである。このユニークさが一般のバルジ星団に見られるのか、あるいは上記の星団だけに限られるのか、という問いについては我々はまだ明確な答えを持っていない。なぜなら、バルジ方向にある全ての球状星団を同定できておらず、未同定のもがたくさんあり、なおかつ、高空間分解能近赤外撮像による恒星の分離という詳しい観測研究はまだ本当に数個の星団候補に限られているからである。

とは言え、近年、銀河系中心方向に新しい球状星団候補天体を探す努力は行われてきた。たとえば、2MASS サーベイ (Skrutskie et al. 2006)、Spitzer/IRAC GLIMPSE サーベイ (Benjamin et al. 2003)、さらに VISTA Variables in the Via Lactea (VVV) サーベイ (例えば Minniti et al. 2010) によるものがある。このようなサーベイによって見つげられた球状星団候補天体について、近赤外撮像によって少しずつフォローアップ観測が行われてきているが (たとえば Kurtev et al. 2008)、これらの星団候補天体のかなり多くについては未だ同定観

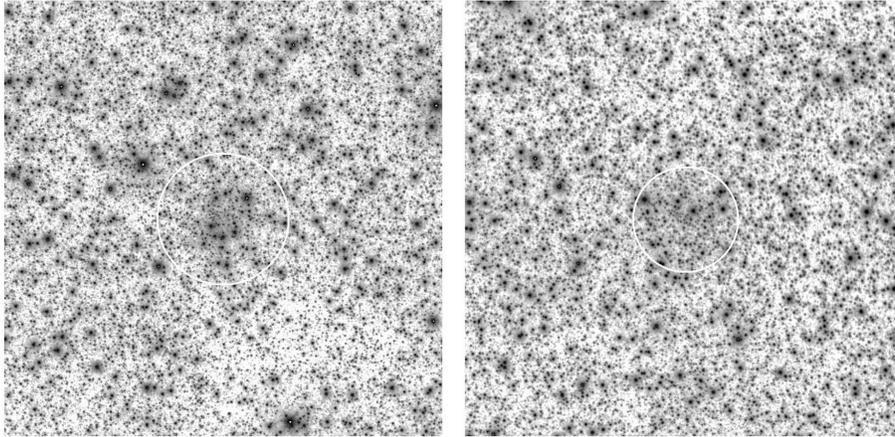


Figure 2.27: VVV サーベイのアーカイブから取り出した、2つの球状星団候補天体の $5' \times 5'$ K_s バンドイメージで、左は VVV CL002 右は VVV CL003 (Moni Bidin et al. 2011)。

測が行われておらず、したがって恒星の種族は単一なのか複数のに渡っているのか、さらに金属量や年齢の分布はどうなっているのか、星団の内部空間構造はどうなっているのか、といったことがほとんど手が付けられていない状況である。その結果、球状星団系の形成・進化だけでなく、バルジの形成との関連といった内容についても全く分かっていないのが現状である。

図 2.27 に、VVV サーベイで見つかった星団候補天体の例 2 つを示す。こういった天体をすばる AO でフォローアップ観測することによって、図 2.26 に示すようなイメージが得られ、なおかつ色等級図を調べることによって恒星種族の特徴を導くことができると期待される。

2.8.3 すばる AO による銀河系中心方向球状星団の観測とその意義

これまで見てきた現状を鑑みると、銀河系中心方向にある球状星団候補天体をすばる望遠鏡と AO を組み合わせて高空間分解能撮像を実施することにより、球状星団の形成と進化、ならびにバルジ形成との関連について全く新しい描像が得られるかもしれない。我々の目標は以下にまとめられる。(1) バルジにある球状星団(以下バルジ星団)の金属量分布とその空間依存性を決定すること。(2) バルジ星団の年齢分布とその空間依存性を決定すること。(3) 複数の恒星種族を示すバルジ星団の割合とその空間依存性を決定すること。(4) これらの球状星団の性質とバルジにある恒星系の性質とを比較して共通点・相違点を決定すること。球状星団と銀河系バルジに関するこれらの問題を解明することは、銀河系バルジの形成過程に関して新しい知見をもたらすものと期待される。なぜなら、球状星団は原始銀河時代における恒星系の階層的合体過程を経て生き残った残骸であり、これらの合体過程が銀河系バルジの形成に本質的な役割を成していると考えられるからである。このように、すばる AO を用いた系統的な球状星団候補天体の観測は、銀河形成分野に大変重要な貢献を与えるものと期待される。

新しい球状星団を同定できた上で、さらなるフォローアップ観測による研究展開が期待される。まず、空間分離できた恒星の分光観測を実施することによって、球状星団の内部速度構造の導出と恒星の金属量分布を決定することができる。特に、複数の種族を示す球状星団には、複数回の星形成を可能にするために星間ガスをその重力場で封じ込める暗黒物質が付随しているかどうか、といったことを検証することができる。さらに、球状星団の固有運動の測定を年数をおいた観測に基づいて実施することによって、各星団の軌道運動を導出し、さらにそのような運動と各星団の恒星種族との関連を調べることができる。

また、広視野 AO による撮像観測を行うことによって、球状星団の周囲に銀河系重力場による潮汐力によって引き伸ばされたストリーム構造が検出される可能性が高い。なぜなら、銀河系中心方向はバルジやダークハローによって強い潮汐力が存在していることが予想されるからである。このように球状星団に付随したストリーム構造は既に数例知られており、Pal 5 や NGC5466 などがある。前者の場合を図 2.28 に示す。そして、このようなストリーム構造を用いて、背景の銀河系重力場の空間分布を決定することができる。用いるのはストリームの 2 次元空間分布と視線速度分布である (Eyre & Binney 2009)。銀河系中心方向にはストリーム構造を示す球状星団が多数存在することが期待されるので、このようなストリーム構造の多天体分光観測を行うことにより、銀河系バルジからその周辺に渡る重力場を決定でき、特にバルジの重力場とその恒星系分布と比

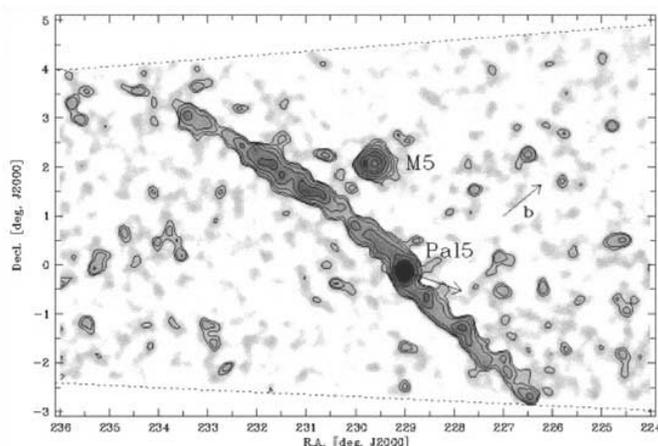


Figure 2.28: 球状星団 Pal 5 と周辺の恒星ストリーム構造 (Odenkirchen et al. 2003)。

較することによって、バルジの動力学をより強く制限でき、さらにその背景にある暗黒物質の空間分布を導出することができると思われる。また、球状星団に付随するような冷たい（速度分散が小さな）恒星ストリームに沿った密度分布は、暗黒物質の小さな塊、すなわちサブハローとの重力相互作用に敏感で一定の非一様構造をしている可能性がある (Carlberg 2012)。したがって、球状星団ストリームを詳しく調べることによって、暗黒物質サブハローに対する制限、そしてそのような小スケールにおける暗黒物質の存在形態から暗黒物質そのものの性質（cold or warm）に関して重要な知見が得られると期待される。

2.8.4 AO および観測装置の仕様

用いるべき AO として、銀河系中心方向にある星団候補天体をまとめて観測するために、視野を広くとれる GLAO がふさわしいと考える。観測装置の仕様は以下にまとめられる。また、必要な撮像データとしては、 $K = 20.5$ 、 $J = 22.5$ 、 $S/N = 10$ となり、これは銀河系中心までの距離 8 kpc における $K = 17.5$ の主系列転向星よりも 3 等暗いところまで撮像することに対応する。

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|-----------|--------|-----------------------|---------------|-------------------------|----------------------------|
| GLAO | 近赤外広視野カメラ | 撮像, 分光 | 0.9-2.5 μm | $R \sim 2000$ | 100 arcmin ² | 0.2''(K), 0.4''(J) |

Bibliography

- Benjamin, R. A., et al. 2003, PASP, 115, 953
- Carlberg, R. G. 2012, ApJ, 748, 20
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748
- Eyre, A., & Binney, J. 2009, MNRAS, 400, 548
- Ferraro, F. R., et al. 2009, Nature, 462, 483
- Harris, W. E. 2001, Globular Cluster Systems, 223
- Kurtev, R., Ivanov, V. D., Borissova, J., & Ortolani, S. 2008, A&A, 489, 583
- Minniti, D., et al. 2010, New A, 15, 433
- Moni Bidin, C., et al. 2011, A&A, 535, A33
- Odenkirchen, M., et al. 2003, AJ, 126, 2385

BIBLIOGRAPHY

- Ortolani, S., Barbuy, B., Momany, Y., Saviane, I., Bica, E., Jilkova, L., Salerno, G. M., & Jungwiert, B. 2011, ApJ, 737, 31
- Searle, L., & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357
- Skrutskie, M. F., et al. 2006, AJ, 131, 1163

2.9 Subaru でもアストロメトリ@銀河系中心

西山 正吾¹

¹ National Astronomical Observatory, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan

Abstract

1990年代半ばから、銀河系中心にある星の固有運動の測定が可能になった。この観測結果は、多くの人々に強いインパクトを与えるものであったと思う。現在では、大望遠鏡と speckle カメラ、もしくは補償光学との組み合わせにより、超巨大ブラックホール近傍およそ 1 pc にある星の軌道が次々と決定されている。次世代 AO 計画は、Subaru が銀河系中心のアストロメトリに踏み出す大きなチャンスである。しかも単に Keck や VLT の後追いではない、新たなサイエンスが期待できる。ここではこれらサイエンスについて、そしてそのために必要な装置の性能について議論する。

2.9.1 イントロダクション

大口径望遠鏡、近赤外線カメラ、補償光学 (AO)、そして銀河系中心領域 (Galactic center、以下 GC)。これらの要素の組み合わせによりもたらされる最上のサイエンスはアストロメトリである、と私は思う。そのハイライトは、GC にある超巨大ブラックホール (supermassive black hole、以下 SMBH) を周回する星 S2 (or S0-2) の美しい軌道に見てとれる (図 2.29)。この観測により、SMBH の質量や距離などのパラメータが高い精度で求まった。また点源ではない、ひろがった質量に対しても厳しい制限がついている ($\lesssim 3 \times 10^5 M_{\odot}$ at 0.01 pc; Ghez et al. 2008; Gillessen et al. 2009b)。その結果、GC にある SMBH、Sgr A* は³ 現段階で、“最も確からしい” SMBH であると言える。

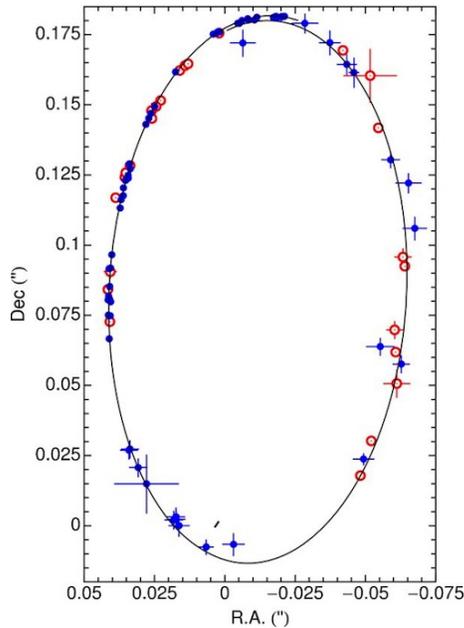


Figure 2.29: NTT+VLT と Keck の観測で得られた、SMBH Sgr A* を周回する星 S2 の軌道 Gillessen et al. (2009a)。赤が Keck 望遠鏡、青が NTT+VLT の観測点。座標は Sgr A* の位置 (図中央下) を原点とした、RA (横軸)、Dec (縦軸) のオフセット値になっている。

GC のアストロメトリは、S2 の軌道を決めただけではない。SMBH から $1''$ (0.04 pc) 以内に存在する多数の B 型星 (年齢 6-400 Myr) が検出され、そのうち 30 個近い星の軌道要素が決まっている (図 2.30 左; Gillessen

³ 厳密に言うと Sgr A* は電波源の名前であり、SMBH 自体の名前ではない。「Sgr A* に付随する SMBH」と書くべきであるが、「に付随する SMBH」はしばしば省略される。

et al. 2009b)。さらに外側、SMBH から $10''$ (0.4 pc) の範囲に目を向けると、約 200 個の若い早期型星 (~ 6 Myr) からなるディスクが存在する (図 2.30 右; Lu et al. 2009)。強い潮汐力により、SMBH 近傍での星形成は困難だとされているにもかかわらず、なぜこのような若い星が SMBH を周回しているのか。また SMBH を取り囲むディスクを形成しているのか。GC のアストロメトリが提起する興味深い問題のひとつである。

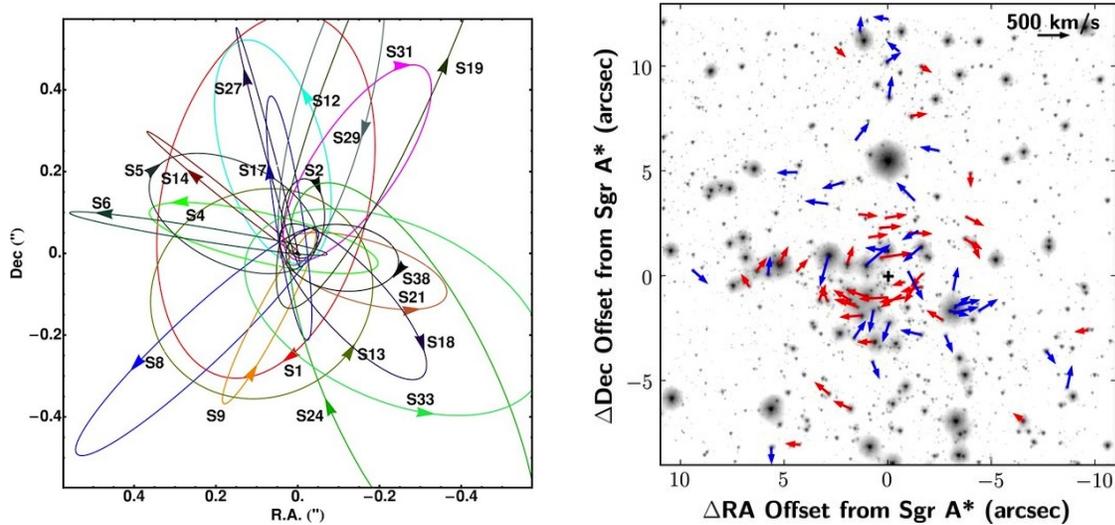


Figure 2.30: (左) 中心 $1''$ (0.04 pc) にある、SMBH を周回する星の軌道 (Gillessen et al. 2009b)。S-stars と呼ばれている。30 個近い星の軌道が決定されている。(右) 中心 $20''$ (0.8 pc) の範囲にある、早期型星の固有運動 (Lu et al. 2009)。赤矢印の固有運動を持つ星が時計回りのディスクを形成している。それ以外の青い星も、反時計回りのディスク状に分布しているとも言われている。どちらの図も座標は、Sgr A* の位置を原点とした RA (横軸)、Dec (縦軸) のオフセット値になっている。

Subaru の次世代装置として計画されている広視野 AO と広視野近赤外線カメラの計画は、Subaru がアストロメトリに踏み出す大きなチャンスである。これは VLT や Keck を単に後追いするという意味ではない。現在の AO 観測の狭い視野 ($< 数 10''$) ではカバーしきれない、SMBH から数 10 – 数 100 pc の領域には、おもしろいアストロメトリのターゲットが存在している。広視野をいかした、新しいアストロメトリのサイエンスがここから始まると期待できる。この原稿では、そのようなサイエンスを 3 つ紹介し、そのために必要な AO の性能について考えてみたい。

2.9.2 広視野 AO で期待されるサイエンス

Nuclear Star Cluster

近年の観測から、銀河の中心にある星団 nuclear star cluster (NSC) の重要性が示唆されている。その理由のひとつは、NSC の検出頻度である。現在、多くの銀河の中心において NSC が検出されている。ハッブル宇宙望遠鏡などを用いた高解像度の観測によると、渦巻き銀河の 50%、楕円銀河の 70% に NSC が検出されている (Böker 2010)。この値は、解像度が向上すればより高くなると予想される。つまり NSC は、SMBH と同様に、どの銀河にもほぼ普遍的に存在する構成要素のひとつであると言える。もうひとつの理由は、NSC と銀河との間の相関関係である。NSC 質量とバルジ質量、もしくは銀河の中心における SMBH の質量の割合 $[M_{\text{SMBH}} / (M_{\text{SMBH}} + M_{\text{NSC}})]$ とバルジ質量の間に相関がある、という研究結果が報告されている Ferrarese et al. (2006); Graham & Spitler (2009)。つまり SMBH とバルジだけではなく、SMBH・バルジ・NSC の 3 つの要素の共進化が、銀河の形成・進化を理解するうえで重要だということが分かってきた。

しかし NSC の観測の歴史はまだ浅く、その起源についてもまだまだ不明な点が多い。今あるその場所で生まれたのか、他の場所で形成後、銀河の中心へ落下したのか。最初から一つの星団として形成されたのか、いくつかの星団が合体したのか。SMBH とどちらが先に生まれたのか、どう共進化したのか。このような形成史を最もよく理解できるサンプルが、銀河系の NSC である。個々の星の運動の測定が可能であるので、そこから NSC の形成史に関する情報を引き出せるかもしれない。

銀河系 NSC のこれまでの詳細な研究は、AO(のモザイク)で観測できる範囲の中心 $40''$ (~ 1.6 pc)に限られていた(図 2.31)。狭帯域フィルターによる星の population(Buchholz et al. 2009)、個々の星の固有運動(Schödel et al. 2009)などの研究がすでに行われている。星の population については、より広い範囲の(seeing limit の)観測が進められているが、アストロメトリには期待できない。中心から離れるほど運動は緩やかになり、高い位置精度が要求されるが、natural seeing では難しい。この領域のアストロメトリのためには、広い視野で星像を改善するような観測手法が必要である。その数少ない解となりうるのが、広視野 AO である。

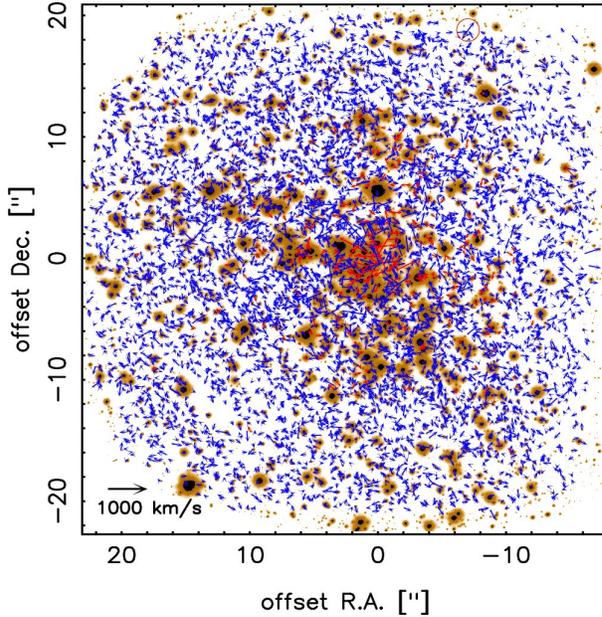


Figure 2.31: 中心 $40''$ (~ 1.6 pc) の星の固有運動(Schödel et al. 2009)。6000 個以上の星の固有運動が測定されている。矢印が運動の大きさと方向を表す(早期型星:赤い矢印、その他:青い矢印)。1000 km s^{-1} に対応する矢印が図左下にある。座標は Sgr A*からのオフセットである。

Hidden Clusters/Cluster Remnants

GC 1 pc にある若い星のディスク(図 2.30 右)の起源として、ふたつの有力な説が提起されている。ひとつは SMBH 近傍、今ディスクがあるその場所で、ガスの降着円盤内が形成され、その中で星ができたという説。もうひとつは、潮汐力の影響の小さい、SMBH から離れた場所で星団が形成され、それが dynamical friction で落下し、ディスクになったという説である。星のディスクには外縁があるという観測結果があり Paumard et al. (2006)、SMBH 周囲のガスディスクにおける星形成がシミュレーションによって再現されていることから(e.g., Bonnell & Rice 2008)、SMBH の近傍で星形成が起こった、という考えが主流になりつつある。

しかし、星団の落下が必ずしも否定されている訳ではない。Arches、Quintuplet という若い星団の存在が示すように、GC から 10 pc の距離では星団が形成されている。中心数 100 pc の領域ではここ数 10 Myr の間、継続的に星が形成されている($\sim 0.075 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$; Yusef-Zadeh et al. 2009; Matsunaga et al. 2011)。もし星の大部分が星団として生まれるならば、ここ数 10 Myr の間この領域に、数 10 個の星団が形成されたことになる。そしてこの領域に星団が存在すれば、dynamical friction による中心への落下は、自然に起こる現象である。

中心に落下した星団の観測は、容易ではない。周囲の星との相互作用により星団は、落下しつつ星を失っていく。また GC に近づくと周囲の星の密度が高くなるため、星団の認識自体が難しい。たとえ Arches のように重い星団(数 $\times 10^4 M_{\odot}$) だったとしても、数 Myr で星団と認識できなくなってしまう(Portegies Zwart & McMillan 2002)。つまり現在星団がふたつしか観測されない理由は、他の多くの星団が崩壊しつつ GC 付近まで落下してしまっただけかもしれない。このような埋もれた星団もしくは星団の残骸を検出するには、星の固有運動の測定が最も確実な手法である。

このような星団/星団残骸は、SMBH 近傍の若い星の起源についての重要な研究対象である。どれくらいの星団が、どれくらいの時間をかけて、どれだけ落下したのか。固有運動から星団メンバーを確定し、その 3次元運動・年齢を測定すれば、星団の形成場所と落下軌道を推定することができる(Stolte et al. 2008)。このようなサンプルを研究することで、中心 1 pc の若い星に対する星団の寄与が理解できるようになる。

Hyper-velocity Stars

銀河系の脱出速度を大きく超え、 1000 km s^{-1} に近い速度で星間空間を飛び回る星、それが hyper-velocity stars (HVS) である。最初にその存在を予言したのは J. G. Hills だった (Hills 1988)。SMBH と連星との 3 体近接相互作用により、連星のひとつが SMBH の周回軌道にとらえられ、もうひとつの星が高速で弾き飛ばされる。飛ばされた星の速度は最大 4000 km s^{-1} にもなるとされ、銀河系を容易に飛び出すことができる。GC 起源の HVS がひとつでも見つければ、SMBH が存在するほぼ確定的な証拠になる、と Hills は主張している。

HVS の発見を最初に報告したのは Warren Brown のグループだった (Brown et al. 2005)。銀河系のハロー、GC から 110 kpc の距離にある B9 主系列星がそうだという。この星は約 700 km s^{-1} もの高速度で移動し、その運動方向をもとにたどると GC へとむかう。これらの観測結果から、その起源は Sgr A* との相互作用にあるとされた。この発見以降、およそ 20 個の HVS (もしくは候補星) の存在が確認されている。

現在、GC の SMBH と関連する HVS の起源として、3 つの有力な過程が提案されている。

- SMBH と連星との相互作用 (上述, Hills 1988)
- 単独星と、BH 連星 (SMBH と中質量 BH) との相互作用 (Yu & Tremaine 2003)
- SMBH 近傍における、単独星と星質量 BH クラスタとの相互作用 (O'Leary & Loeb 2008)

HVS の空間・速度分布や自転速度により、上記のどの過程が HVS に寄与しているのかを調べることができる。例えば BH 連星による HVS は、その軌道面上に多く放出される傾向がある。その他の過程では等方的になる。また HVS が (星の) 連星起源の場合には、近接連星系における自転の減速を経ているため、HVS の自転は遅い。一方 BH 連星による相互作用では、星と BH との距離が小さく、星の自転が強く加速される (Löckmann & Baumgardt 2008)。このように (主にハローで) たくさんの HVS を検出し、その統計的な性質を調べれば HVS の起源が理解できると考えられていた。

しかしこの数年、GC 起源とは考えられない、高速度で運動する星が発見されている (Edelmann et al. 2005; Heber et al. 2008; Li et al. 2012)。HD 271791 という B 型主系列星は、脱出速度を超える 640 km s^{-1} という速さで運動している。これまで発見されている HVS のなかでも速い部類にはいる。しかしその固有運動を調べると、GC ではなく、アウトターディスク起源ということが分かった。さらにその年齢は 30 Myr とされており、GC から移動してきたと考えるには若すぎる。つまり HD 271791 は明らかに GC 起源ではない高速度星である (Heber et al. 2008)。さらに SDSS を使った大規模探索により、GC 起源ではない高速度星が 6 つ発見された (Li et al. 2012)。これらは、SMBH との相互作用以外の高速度星生成過程の存在を示唆している。つまり銀河系ハローで見つかった HVS が、GC “方向” からきているからといって、それだけで SMBH との相互作用が起源だとは断言できない状況にある。より SMBH の近傍において HVS を発見し、その固有運動測定から起源を明確にする、という観測が求められている。

2.9.3 銀河系中心の観測とアストロメトリに必要な精度

Subaru と広視野 AO を用いた GC の観測は、広い範囲のサーベイ観測として力を発揮するのではないだろうか。星のアストロメトリに適した K バンドの観測は、おそらく confusion limit となる。例えば星の非常に混んでいる中心数 10 秒角の場合、AO を用いた観測の限界等級は $K \sim 19$ である。これは、Subaru/IRCS を用いた一般的な視野の観測を考えると、たった 30 秒程度の積分時間で得られる値である ($\text{SN}=10$, seeing=0.3"). ディザリング等を考えても、おそらく 5 - 10 分以上の積分には意味がない。アストロメトリに集中する場合、基本的には他の波長の観測も必要ない。例えば 1 視野の観測時間を 15 分とすると、Subaru から GC 領域を観測できる時間はおよそ 4 時間 (airmass < 2.0) なので、一晩で 16 視野観測することができる。カメラの視野を $10' \times 10'$ とすると、 $40' \times 40'$ の領域を一晩で観測できる計算になる。

現在の観測データから予想される、NSC・星団・HVS のアストロメトリに必要な AO の性能を以下で述べる。またそれぞれの天体の固有運動の大きさや、サイエンスに必要なとされる視野の大きさを表にまとめた。

Nuclear Star Cluster

現在は、NSC の中心部分の星の固有運動が測定され始めた、という段階である。銀河系 NSC の half-light radius は約 5 pc、それに対して測定されている領域は 1.6 pc ($40''$ 四方) となっている。これより広い範囲を現在の AO 観測の視野でカバーするのは難しい。seeing limit の観測では位置精度が足りない。

また、NSC の星の固有運動は大きくない。中心 $40''$ 四方でも 5 mas yr^{-1} を超える星は少なく、数 $- 5 \text{ mas yr}^{-1}$ がほとんどである。 $40''$ より外側へ行くと、数 mas yr^{-1} の星がほとんどだと予想される。例えばこのよ

うな固有運動を、5年間隔の観測期間で、 $> 3\sigma$ で検出したいとする。2 mas yr⁻¹だとすると5年で10 mas、星の位置精度として3 mas程度が必要になる。このためには星像がどれくらいのサイズであればいいのだろうか。

Gillessen et al. (2009b)では、口径4mのNTT (New technology telescope)によるデータの再解析を行なっている。Speckle 観測と画像のdeconvolutionにより、回折限界(≈ 150 mas)の画像を得ている。星の位置精度は0.6–5.0 masに分布し、ピークは1.8 masであった。GLAOのシミュレーションの値から、星のFWHMは発生確率25%で120 mas、50%で190 masとされている。つまり星像として150 mas、位置精度として数 masを得られるような気象条件は、30%程度の確率で起こると予想できる。ただし広視野観測においては、参考になっている中心1"とは異なる誤差要因が考えられる。ここではこのような要因はまだ考慮していない。

Hidden Clusters/Cluster Remnants

GCにあるArches星団の、背景星に対する固有運動は約5 mas yr⁻¹と測定されている(図2.32; Stolte et al. 2008)。3-4年の間隔をあけたVLTやKeckのAOイメージング観測によって得られた値である。GCの距離(8 kpc)に直すと約200 km s⁻¹の運動速度になる。もうひとつの星団Quintupletの固有運動は、まだ測定されていない。

星団の運動は、星団を形成したガスの運動を反映している可能性が高い。GC(星密度 $\sim 4 \times 10^2 M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$)におけるArches程度の質量($\sim 10^4 M_{\odot}$)の星団の2体緩和時間はおおよそa few $\times 10^9$ yrとなる(Stolte et al. 2008)。GCのアストロメトリで想定する星団の年齢は数–数10 Myrなので、星団・星団残骸の運動は、星団のもととなる分子雲の運動情報を保持していると考えられる。つまり、背景星とは明確に異なる運動の検出が期待できる。

Arches星団の速度がこの領域で生まれる星団の典型的な値なのかどうかは分からない。しかしサンプルがひとつしかないので、5 mas yr⁻¹が典型的な値と仮定する。このような固有運動を、5年間隔の観測期間で、 $> 3\sigma$ で検出しようとする、6 mas以下の位置精度が必要となる。

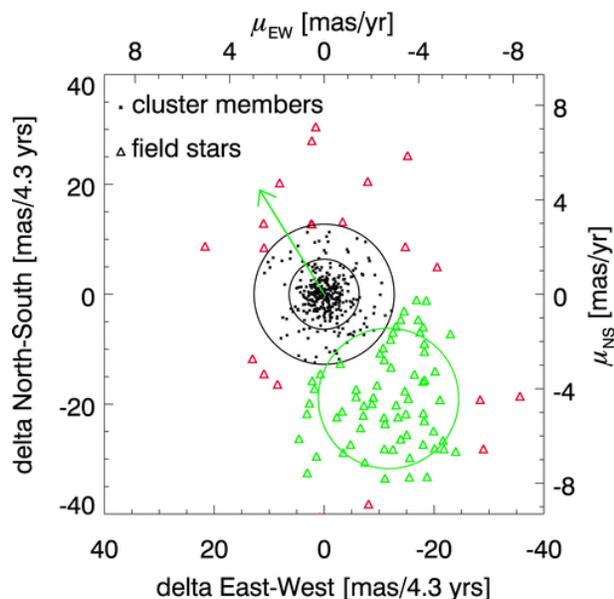


Figure 2.32: Keck と VLT の 4.3 年間隔のデータで得られた、背景星に対する Arches 星団の星の位置変化 (Stolte et al. 2008)。左と下の軸が 4.3 年間の位置変化を、右と上の軸が対応する固有運動の値を示している。中心のピークを Gaussian フィットし、その 2σ 内にある星を星団メンバー (黒丸) としている。背景星は三角。背景星に対する星団の運動 (緑矢印、 $212 \pm 29 \text{ km s}^{-1}$) は、緑の三角の背景星を用いて求められた。

Hyper-velocity stars

SMBH との相互作用によって生じる HVS の速度は、相互作用時の SMBH と星との距離や連星系の近接度などに依存する。またその頻度は、過程によって異なる (Sec. 2.9.2)。Yu & Tremaine は、連星+SMBH、BH 連星+単独星による HVS ($> 1000 \text{ km s}^{-1}$) の生成頻度をそれぞれ 10^{-5} yr^{-1} 、 10^{-4} yr^{-1} と見積もっている (Yu & Tremaine 2003)。GC の距離 (8 kpc) と HVS の速度 (1000 km s^{-1}) を用いると、連星+SMBH の場合は 60 pc ($\sim 25'$)、BH 連星+単独星の場合は 6 pc の距離において発射されていることになる。ただし生成頻度は速度が小さな HVS ほど多くなるため、さらに多くの HVS の検出が期待できる。上記のとおり一晩で $40' \times 40'$ の領域の観測を仮定すると、その中に HVS ($> 1000 \text{ km s}^{-1}$) は、連星+SMBH の場合は 0.8 個、BH 連星+単独星の場合は 8 個程度あると考えられる。

HVS は固有運動が大きいいため、短期間の観測での検出が期待できる。1000 km s⁻¹ の時には約 15 mas yr⁻¹ となる。5 年間隔の観測期間、> 3σ の検出という他のターゲットと同じ条件の場合、18 mas 程度の位置精度があればよい。逆に 10 mas の位置精度が達成される観測であれば、2.7 年の間隔だけでよい。この大きさであれば、数年の間隔で検出が可能であろう。さらに小さな速度の HVS の検出も期待できる。

銀河系中心のアストロメトリのターゲット

| 天体 | 観測範囲 [arcmin] | 速度 [km s ⁻¹] | 固有運動 [mas yr ⁻¹] |
|----------------------|---------------|--------------------------|------------------------------|
| Nuclear star cluster | ~ 5 – 10 | ~ 100 | a few |
| Clusters (remnants) | > 10 | ~ 200 | ~ 5 |
| Hyper-velocity stars | > 10 | ~ 500 – 1000 | a few × 10 |

2.9.4 AO および観測装置の仕様

広視野 AO 観測によるアストロメトリの可能性を考える上で重要な要素は、星の位置の測定精度である。特に星像のシャープさと位置精度の関係がわかっているれば観測を計画しやすい。しかしそこには様々な要素があり、私が理解できていない部分も多い。最近の観測/データ解析では、まず AO や speckle 観測で回折限界に近い画像を得る。そのデータによって得られる最終的な位置精度は、回折限界の 100 – 300 分の 1 となるようである (図 2.33、薄緑の領域)。もし同じような関係が広視野 AO のデータでも成り立つならば、HVS だけでなく、星団や NSC の固有運動も、5 年間の観測によって > 3σ で固有運動が検出できると予想される。観測条件は moderate (FWHM ~ 200 mas) 程度であればよい。

“固有運動を5年、>3σで検出”するための位置精度

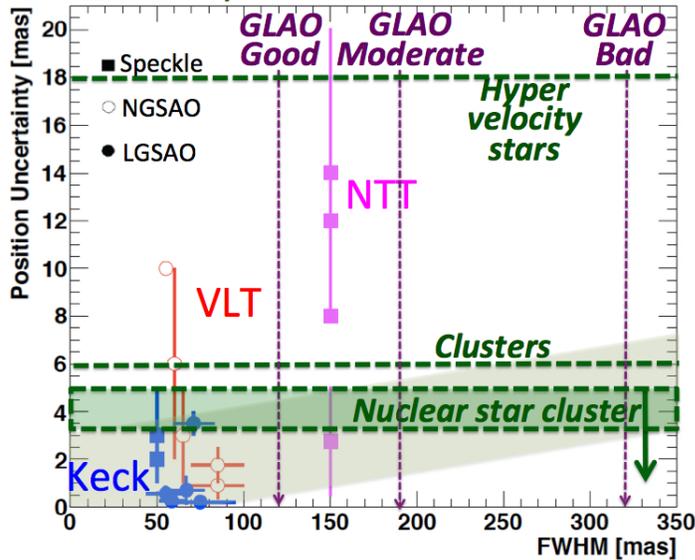


Figure 2.33: 観測時の星の FWHM と、その解析で得られた位置精度の関係 (K バンド)。NTT(ピンク)、VLT(赤)、Keck(青) のデータをプロット。Speckle 観測は四角、自然ガイド星 AO は中抜き丸、レーザーガイド星 AO は丸。緑の破線(横方向)は、GC のアストロメトリのターゲット (HVS、Cluster/remnant、NSC) の固有運動を 5 年間隔、> 3σ で検出するために必要な位置精度を表す。紫の破線矢印(縦方向)は、各条件 (good, moderate, bad) の時に GLAO で得られる星像の平均 FWHM。薄い緑で囲った斜めの領域は、近年の観測から予想される、FWHM と位置精度との関係。定量的な見積もりではない。

ただし図 2.33 にある精度は、GC の非常に狭い領域で得られた結果である。広視野の観測になると、視野の歪みなどが大きくなると予想できる。視野全体の位置較正をできるようなデータも今のところはなさそうである (GC の狭い視野の観測の場合、例えば Yelda et al. 2010 では、HST による球状星団の測定を較正用データとして用いている)。さらに PSF の歪みも大きな誤差要因になるであろう。

しかし上に挙げたサイエンスは基本的に“相対運動”を測定するものである。HVS と星団の場合は、大量にある背景星に対して、特異な運動を持つ星/星団を見つけ出し、測定する、というものである。中心 1 pc の様に、絶対的な位置精度が必要なものではない。そういう意味では、条件はゆるくなると考えられる。結局今の段階では定量的な見積もりはできていないものの、200 mas の FWHM であれば、HVS と星団の相対運動の測定は可能であろうと予想できる。NSC に関しては少し厳しいかもしれない。

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|-----------|-------|--------|-------|-------------------------|------------------|
| GLAO | 近赤外広視野カメラ | 撮像 | K band | - | 100 arcmin ² | 0.15 – 0.20''(K) |

2.9.5 銀河中心アストロメトリの歴史

アストロメトリにはデータの蓄積が不可欠である。たとえ装置が十分でなくても、できるだけ早く観測を開始するのがよい。ただし、観測方法には十分な検討が必要である。この様な戦略の重要性が図 2.34 から読み取れる。S2 の軌道上の各データ点に観測された年と、その当時の観測装置・手法を書き加えてみる。そうすると、GC アストロメトリの歴史年表のようになる。

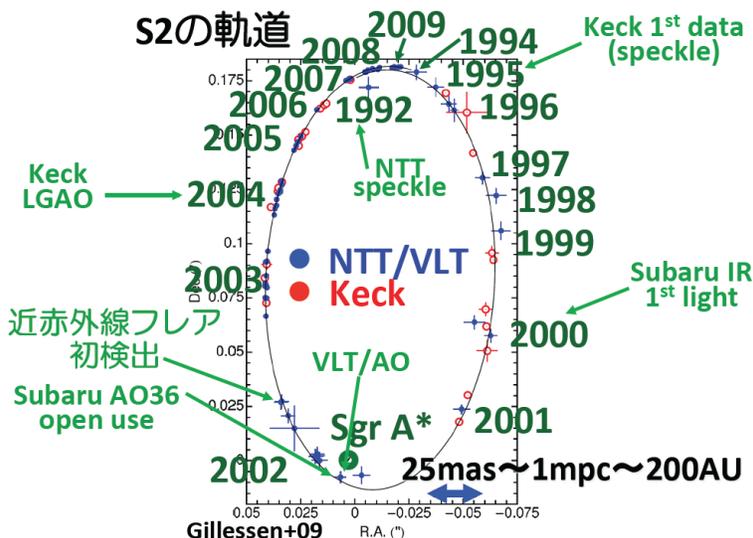


Figure 2.34: VLT と Keck の観測で得られた、SMBH Sgr A* を周回する星 S2 の軌道 (Gillessen et al. 2009 Gillessen et al. (2009a)、Fig. 3 を改変)。座標は Sgr A* の位置 (図中央下) を原点とした、RA (横軸)、Dec (縦軸) のオフセット値になっている。赤が Keck 望遠鏡、青が NTT/VLT の観測点であり、観測年も示されている。

最初のデータ点は 1992 年、口径 4m の NTT で得られたものである。もちろん AO はない。R. Genzel と A. Eckart が率いる Max Planck のグループは 1991 年から、NTT と近赤外線カメラ SHARP を用いた GC の観測を始めている Eckart et al. (1992, 1993)。高空間分解能の画像を得るため、短時間積分 (≤ 0.5 秒) の画像を重ね合わせる speckle 観測や、画像の deconvolution が行われている。VLT の観測が Keck に対して大きく (7 年も!) 出遅れたにも関わらず、Max Planck のグループが競争力を維持し続けた背景には、NTT における最善の観測手法とデータの蓄積がある。

Keck の観測が始まるのは 1995 年である。観測初期は、AO を使っていない。こちらも speckle 観測である。ただし画像の deconvolution は行っていない。画像の選別を行うため、解析に使えるデータは 1-4 割程度であった。観測効率は悪い。しかし、レーザーガイド星を用いた AO 観測 (LGAO) が始まる 2004 年まで、すべてのアストロメトリのデータは speckle であった (Ghez et al. 2008)。その後の観測は LGAO モードで行われている。

図 2.34 の年表から、私は 2 つのことを学べると考えている。ひとつは AO 観測がどれだけ位置精度を改善しているか、という点である。speckle 観測に比べエラーバーがずっと小さくなり、S2 の軌道からのずれがほとんど見られない。現在の星の位置精度は $0.1 - 0.3$ mas、望遠鏡の回折限界 (VLT なら ≈ 60 mas) の数 100 分の 1 にもなる (Gillessen et al. 2009b; Yelda et al. 2010)。回折限界が S2 の軌道の長軸 (約 190 mas) の $1/3$ もあることを考えると、驚くべき精度である。speckle 観測でも回折限界に近い画像は取得できるが、観測効率が悪く、Strehl 比も低い。やはりアストロメトリには AO が欠かせない。

それにも関わらず speckle 観測データには大きな意味があった、というのがもう一点である。そのデータは S2 の軌道の半分にもおよぶ。Max Planck のグループも、Keck/UCLA のグループを率いる A. Ghez も、1990 年代初頭から speckle 観測を熱心に行っていた。その観測やデータ解析を通して、高解像度画像の取得・解析方法の知識を積み重ねていったのである。例えば NTT のデータの場合、当時の解析で得られた位置精度は今の 10 倍くらい悪かった。それが最新の解析方法では、平均位置精度約 2 mas まで小さくなっている。さらに speckle holography という手法によって低質画像の有効利用が可能となり、観測効率が格段に改善された (ただし視野内に、K バンドなら 10 等程度の明るい星が必要; Schoedel et al. 2011)。

近赤外線カメラは稼働し始めたものの、AO はまだ完成していない、というような状況は Subaru の将来にも十分起こりうる。しかしデータの積み重ねが重要であるアストロメトリでは、このような状況でも観測データを取得し続けたい。そのためには、新しいカメラには短時間読み出しモードがあるとよい。広視野と高速読み出しの両立は技術的に困難であるが、この点の検討もお願いしたい。

Bibliography

- Böker, T. 2010, in IAU Symposium, Vol. 266, IAU Symposium, ed. R. de Grijs & J. R. D. Lépine, 58–63
- Bonnell, I. A., & Rice, W. K. M. 2008, *Science*, 321, 1060
- Brown, W. R., Geller, M. J., Kenyon, S. J., & Kurtz, M. J. 2005, *ApJ*, 622, L33
- Buchholz, R. M., Schödel, R., & Eckart, A. 2009, *A&A*, 499, 483
- Eckart, A., Genzel, R., Hofmann, R., Sams, B. J., & Tacconi-Garman, L. E. 1993, *ApJ*, 407, L77
- Eckart, A., Genzel, R., Krabbe, A., Hofmann, R., van der Werf, P. P., & Drapatz, S. 1992, *Nature*, 355, 526
- Edelmann, H., Napiwotzki, R., Heber, U., Christlieb, N., & Reimers, D. 2005, *ApJ*, 634, L181
- Ferrarese, L., et al. 2006, *ApJ*, 644, L21
- Ghez, A. M., et al. 2008, *ApJ*, 689, 1044
- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Fritz, T. K., Bartko, H., Dodds-Eden, K., Pfuhl, O., Ott, T., & Genzel, R. 2009a, *ApJ*, 707, L114
- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Trippe, S., Alexander, T., Genzel, R., Martins, F., & Ott, T. 2009b, *ApJ*, 692, 1075
- Graham, A. W., & Spitler, L. R. 2009, *MNRAS*, 397, 2148
- Heber, U., Edelmann, H., Napiwotzki, R., Altmann, M., & Scholz, R.-D. 2008, *A&A*, 483, L21
- Hills, J. G. 1988, *Nature*, 331, 687
- Li, Y., Luo, A., Zhao, G., Lu, Y., Ren, J., & Zuo, F. 2012, *ApJ*, 744, L24
- Löckmann, U., & Baumgardt, H. 2008, *MNRAS*, 384, 323
- Lu, J. R., Ghez, A. M., Hornstein, S. D., Morris, M. R., Becklin, E. E., & Matthews, K. 2009, *ApJ*, 690, 1463
- Matsunaga, N., et al. 2011, *Nature*, 477, 188
- O’Leary, R. M., & Loeb, A. 2008, *MNRAS*, 383, 86
- Paumard, T., et al. 2006, *ApJ*, 643, 1011
- Portegies Zwart, S. F., & McMillan, S. L. W. 2002, *ApJ*, 576, 899
- Schödel, R., Merritt, D., & Eckart, A. 2009, *A&A*, 502, 91
- Schoedel, R., Yelda, S., Ghez, A., Girard, J. H. V., Labadie, L., Rebolo, R., Perez-Garrido, A., & Morris, M. 2011, *ArXiv e-prints*
- Stolte, A., Ghez, A. M., Morris, M., Lu, J. R., Brandner, W., & Matthews, K. 2008, *ApJ*, 675, 1278
- Yelda, S., Lu, J. R., Ghez, A. M., Clarkson, W., Anderson, J., Do, T., & Matthews, K. 2010, *ApJ*, 725, 331
- Yu, Q., & Tremaine, S. 2003, *ApJ*, 599, 1129
- Yusef-Zadeh, F., et al. 2009, *ApJ*, 702, 178

2.10 Near-IR Wide Field Narrow Band Imaging Surveys of Jets in Star Forming Region with GLAO

Tae-Soo Pyo¹

¹ Subaru Telescope, 650 North Aohoku Place, Hilo, HI 96720, USA

Abstract

I propose a wide field narrow band imaging survey assistant with GLAO for studying the jets in low and high mass star forming regions. Massive star forming regions are usually far from us and high-spatial resolution with AO is essential to recognize narrow sharp jet features and to resolve the source in multiple stars close to each other. [Fe II] survey will give opportunities to find out new jets which cannot be detected by H₂ emission survey.

2.10.1 BACKGROUND

Outflows from young stellar objects are found from all early stellar evolution stages from embedded Class 0 to visible young stars Class II (cf. Reipurth & Bally 2001). Massive star forming regions show powerful outflow activities and many long and sharp illradiated jets (Reipurth et al. 1998; Bally et al. 2000). Outflow is a fossil recorded the mass-loss events from the central sources and shocks against the surrounding material. Since mid-1990s, parsec scale jets (giant HH flows) have been discovered from embedded sources (e.g., Bally & Devine 1994) and even Class II sources (McGroarty & Ray 2004). They have a few minute length scale (> 1.8 arc-minute @ 1 kpc) and the dynamic ages of several times 10^4 yrs. These large scale jets are evidence that the well collimated jet has long history and are launched at the early stellar evolution phase. Studying the parsec scale jets provides for us with a clue to understand the star formation history. To study the parsec scale jets as a whole, the wide field observation is needed. The most massive star forming regions are far from us, distance > 2 kpc except Orion region. To find out the sharp and long parsec scale jets in the massive star forming region, high-angular resolution is necessary.

2.10.2 NIR NARROW BAND FILTER SURVEY

An important characteristic of outflows is the existence of many emission lines induced by shock. In near infrared wavelength region, [Fe II] and H₂ lines are the main emission features from the outflows and jets. [Fe II] emission lines trace the partially ionized atomic jet part, while H₂ emission lines trace the molecular gas flow. These two emissions show different shock type of J-shock ([Fe II]) and C-shock (H₂). Thus they reveal different aspects of outflows and jets (e.g., Reipurth et al. 2000; Hayashi & Pyo 2009).

Currently the survey in near-infrared region have been done and doing with broad-bands (2MASS, DENNIS, UKIDSS, VISTA, etc.). However, to find out the outflows or jets, the narrow-band filter (NBF) imaging is more efficient than the broad-band imaging due to continuum dilution. With H₂ filter, UWISH2 (UKIRT Wide field Infrared Survey for H₂) project have been performing successfully (Froeblich et al. 2011).

The morphological and statistical studies of outflows and jets with wide field and high-angular resolution NBF imaging can give us a key on the dynamics of cloud collapse and star formation in the molecular cloud. To make complete census of jets in star forming region, both [Fe II] and H₂ survey are necessary because these two emissions complement each other.

For the unbiased survey of the parsec scale jets in the various massive star forming regions, the wide field of view, e.g. > 1 degree, is superb with ~ 0.2 arcsec sub-arcsecond spatial resolution. Thus we prefer to GLAO to achieve this. On the other hand, the typical scale of each parsec scale jet is within a few arc minute and will be getting smaller along with their distance from us. To study the each parsec scale jets in detail, a few arcminute field of view with diffraction limit spatial resolution by MCAO will be superb, too.

2.10.3 AO および観測装置の仕様

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|-----------|-------|-----------------------|-------------|----------------------------|-------------------|
| GLAO | 近赤外広視野カメラ | 狭帯域撮像 | 0.9-2.5 μm | R \sim 50 | 100 arcmin ² | 0.2 arcsec (H K) |
| MCAO | 近赤外広視野カメラ | 狭帯域撮像 | 0.9-2.5 μm | R \sim 50 | a few arc min ² | 0.06 arcsec (H K) |

Bibliography

Bally, J., & Devine, D. 1994, ApJ, 428, L65

Bally, J., O'Dell, C. R., & McCaughrean, M. J. 2000, AJ, 119, 2919

Froebrich, D., et al. 2011, MNRAS, 413, 480

Hayashi, M., & Pyo, T.-S. 2009, ApJ, 694, 582

McGroarty, F., & Ray, T. P. 2004, A&A, 420, 975

Reipurth, B., & Bally, J. 2001, ARA&A, 39, 403

Reipurth, B., Bally, J., Fesen, R. A., & Devine, D. 1998, Nature, 396, 343

Reipurth, B., Yu, K. C., Heathcote, S., Bally, J., & Rodríguez, L. F. 2000, AJ, 120, 1449

2.11 次世代広視野 AO を用いた系外惑星の観測

Misato Fukagawa¹, Hiroshi Shibai¹

¹ Department of Earth and Space Science, Graduate School of Science, Osaka University,
1-1 Machikaneyama, Toyonaka, Osaka 560-0043 Japan

Abstract

広視野 AO が重要になる観測として、星形成領域での深撮像による惑星探し、および見つかった惑星の大気分光を挙げる。系外惑星の研究分野は、惑星分布の全体像を得ること、また見つかった惑星の大気組成等を調べることを目的とし、急速に発展している。その中で今後集中して観測すべきターゲットの一つが、親星から離れた場所に存在する、もしくは親星を持たない、より軽い惑星である。これまでの惑星質量天体の検出は数木星質量程度にとどまっているが、広視野 AO を用いた深い観測を星形成領域で行うことにより、撮像では 1 木星質量以下、分光では 2 木星質量の惑星質量天体を比較的容易に検出できるようになる。初期質量関数の超低質量側の確立が進み、分光によって温度や表面重力等の情報が蓄積されることで、分野の最終目標である「超低質量天体の形成過程の解明」に近づくことができる。

2.11.1 これまでの系外惑星観測

系外惑星系分野において、現在精力的に行われており、同時に今後の目標でもあるのが、「発見とキャラクター化」である。国際会議等々で、大変良く聞かれるフレーズである。言葉自体は他のあらゆる分野に当てはまるだろうが、具体的には、系外惑星を検出し、主に力学的性質を求めて系外惑星系の全体像を得ること、また、見つかった惑星の性質、特に大気組成や内部構造を詳しく調べることを指している。

系外惑星の発見数は 2012 年 1 月時点で 700 個以上あり、観測衛星ケプラーで検出された惑星候補天体も含めると、その数は 2000 を超える。ただし、昔、星に対して行っていたように、数を数え、物理量に何かしらの相関を探るといふ、いわば研究の初期段階にあり、今後の観測の進展によっては、系外惑星の人口分布が大きく変わることも期待できる。

これまでに見つかった系外惑星を簡単に概観したのが、図 2.35 である。これらのほとんどは、視線速度法やトランジット法といった、惑星が存在する場合に親星もしくはシステム全体が受ける影響をとらえるという、間接的な方法で検出されている。視線速度法では、惑星の重力により中心星の位置がわずかにふらつく（重心まわりを回る）現象を、観測者に対する星の運動、すなわち光の波長変化（ドップラー偏移）としてとらえる。一方、トランジット法においては、観測者が惑星公転面を真横から見る場合、惑星が中心星の前面を通過してその一部を隠してしまう現象、あるいは惑星の熱放射が無視できない波長域で観測するならば惑星が中心星の背後に隠れる現象を、システム全体からの光量の変化としてとらえる。つまり、視線速度法では中心星に近く、重い惑星ほど検出が容易であり、トランジット法ではサイズの大きい惑星ほど見つけやすい。また、どちらの観測法でも、短周期の惑星をとらえやすいというバイアスがある。図 2.35 から分かるように、現在の系外惑星の発見は、このような観測的制限の影響を大きく受けている。

また、他に検出方法に由来する制限として、観測・惑星発見の対象が、可視で明るい太陽型の恒星に偏っているという点も挙げられるだろう。より低質量の M 型星は可視で S/N を必要とする検出法を使う場合に、観測対象にならない。一方で、M 型星は低温、かつ星のサイズも小さいため、ハビタブルゾーンが星近傍に位置してハビタブル・プラネットを検出しやすくなる、より小さい惑星の検出が容易になるといった利点がある。宇宙の中ではそもそも多数派であるという側面もあり、M 型星を対象にした惑星探査は今後盛んになると期待される。

今後の観測を考える上では、ケプラーを使いトランジット法で検出された惑星候補のパラメータを見ておくことも有用かもしれない。視線速度法など別の方法による確認が行われない場合（中心星が暗いため確認が難しいケースが多い）、各天体は候補という位置付けだが、統計は有意であると考えられている。内訳は、木星サイズは 200 個程度だが、その他の大部分がスーパーアース、海王星サイズの惑星であり、最近では地球に迫る大きさの惑星も 200 個程度見つかった（[Borucki et al. 2012a](#)）。また、フォローアップ観測が行われたケースでは、G 型星のハビタブルゾーンに存在する惑星（Kepler-22b）の発見（大きさは地球の 2.4 倍）など、画期的な成果も出てきている（[Borucki et al. 2012b](#)）。ただし、限られた観測期間内でトランジット法を用いてい

2.11. 次世代広視野 AO を用いた系外惑星の観測

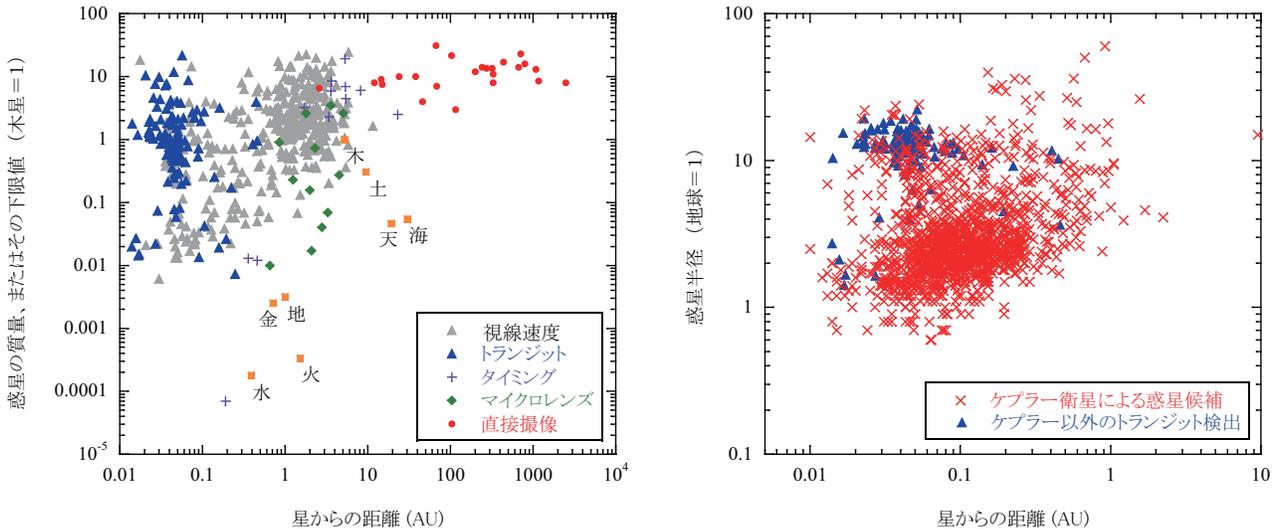


Figure 2.35: 左：系外惑星の質量と中心星からの距離（2011年8月時点）。太陽系惑星とともに、検出方法ごとに示してある。右：観測衛星ケプラーにより見つかった惑星候補天体のサイズ。従来の発見に比べてより地球サイズに近い惑星候補が検出されている。なお、図では2011年4月までに公開されたデータを使用しているが (Borucki et al. 2011)、同年12月にはさらに1000個オーダーの候補天体が追加公表されている。

るので、見つかる惑星は短周期のものになる。例えば、Kepler-11には地球の2-5倍サイズの惑星が6個も見つかったが、それらはすべて0.5 AU以内に存在している (Lissauer et al. 2011)。これに対し、星から比較的離れた1~10 AU付近に感度があるのが重力マイクロレンズ法である (Sumi et al. 2010)。光源の前を別の重力源が通り過ぎると、重力源というレンズによって光が曲げられ集光されて観測者に届き、光源が明るくなったように見える。このとき、レンズ天体に惑星が付随している場合とそうでない場合とで、増光の時間変化のパターンに差が生じる。マイクロレンズ法は、ケプラーによる検出が難しい、中心星から遠い場所で地球型惑星探しを行う手段として、次期スペース計画の中心となることが予想されている。

以上より、発見に関して今後求められるのは、より軽い惑星や、より星から遠い(5 AU程度以遠の)惑星、あるいは軽い恒星周りでの検出を視野に入れた観測であることが分かる。一方のキャラクタリゼーション、大気分光については、観測自体は主にトランジット現象を利用して、少数の巨大惑星を対象に始まっている。地上からも観測方法の工夫によって分光が可能となっているものの (Swain et al. 2008; Redfield et al. 2008)、観測できる惑星はまだ非常に少ないというのが現状である。

2.11.2 浮遊惑星

前節では、恒星に重力的に束縛された惑星について述べた。一方、質量が惑星程度であるが、親星を持たない天体の存在も知られている。これらは浮遊惑星、微小浮遊天体や、単に惑星質量天体と呼ばれ、星形成領域内で発見されて以来 (Oasa et al. 1999)、多数検出されている。最近の重力マイクロレンズ現象を利用した検出も記憶に新しい (Sumi et al. 2011)。つまり、孤立して存在する惑星質量天体は普遍的に存在するということが、観測事実として分かっている。

少なくとも現段階においては、これらも系外惑星のひとつの形態としてとらえておくのが適当であり、宇宙物理学的には、伴星型と浮遊型、どちらも重要である。例えば、系外惑星分野の目的は冒頭で述べた「発見とキャラクタリゼーション」であるが、さらに星形成分野も加えた全体での最終目標として認識されているのが、惑星の「形成過程の解明」である。そしてこの形成過程を今現在の惑星系形態から探ることは、なかなか難しい。どのように生まれるかということと、その後どうなるか、という2つのプロセスが関係するからである。例えば、今親星を持たない惑星は、過去に原始惑星系円盤内で伴星型惑星と同じように誕生したが、他天体との力学的相互作用でシステムの外に弾き飛ばされたのだと考えることもできる。逆に、親星を持つ惑星であっても、特にその恒星との質量比が小さい場合には、星同様に(分裂した)分子雲コアの収縮により誕生した可能性を否定できない。惑星の定義の問題は別にして、超低質量の天体がどのような物理過程で誕生し、どのような人口分布を持って宇宙に存在しているのかを明らかにすることが、本質的に重要なのである。

星形成領域内における惑星質量天体の検出に関しては、その背景にある動機は、まさに初期質量関数 (Initial

Mass Function; IMF) の理解である。IMF の超低質量側の形 (カットオフ、増加、減少) はまだ議論されているところであり、褐色惑星・惑星質量天体の低質量星に対する個数比や、形成領域の環境効果 (数密度や大質量星の存在等) など理解されていない。天体は軽いほど、つまり IMF の超低質量側ほど、周囲の天体との力学的相互作用を含めた環境効果が現れやすいとも予想できる。IMF の超低質量側の確立、そして分光観測による温度・表面重力等の測定、およびそれら物理量の伴星側惑星との比較により、超低質量天体の形成過程の理解に近づくことができるだろう。

2.11.3 系外惑星の直接撮像

AO を使う最大のメリットは、高い空間分解能が得られることである。系外惑星研究では、まずもって惑星の直接検出に恩恵がある。直接撮像で惑星からの光子を空間的に分離してとらえれば、他の間接検出法に比べて惑星存在のより確かな証拠が得られるだけでなく、光子数さえ許せば、分光観測で大気組成等を調べることができる。さらに、惑星形成過程の解明というゴールを念頭に置けば、他の間接検出法では難しい、星周円盤中で生まれたばかりの惑星を検出することが可能になるという点も重要であろう。ただし伴星型惑星の検出の場合、主星と惑星との離角が小さい上に、それらのフラックス比が非常に大きいという観測的な難しさが常にある。これを解決するためには、コロナグラフ等の高コントラストに特化した装置や、惑星検出に最適化したデータ解析手法も必要ではあるが、AO は基本的に必須である。

直接撮像の成果としてよく知られているのが、HR 8799 に付随する 3 個の惑星の検出である (Marois et al. 2008) (その後同研究グループにより 4 個目も見つかっている)。HR 8799 は距離 39.5 pc にある年齢 30–160 Myr の A5 型星である。それまでの検出例に比べて、惑星質量であることがより確からしい (年齢が若すぎないので、明るさを質量に焼き直す際のモデルの不定性が小さくなる) ことや、複数の惑星の軌道運動がとらえられたという点で注目を集めた。撮像は AO と観測手法 Angular Differential Imaging (ADI) を組み合わせる近赤外域で行われており、星から約 0.35 秒角の場所で中心星より 4–5 桁暗い惑星が検出されている (図 2.36)。ただし、これら惑星の質量は木星のおよそ 10 倍と、かなり重い、つまり明るい。

一方、直接撮像による惑星探しはすでに盛んに行われているものの、検出数という意味ではあまり成功していない (Janson et al. 2012; Lafrenière et al. 2007)。これまでに報告されている観測天体数と、惑星質量であることが確からしい検出例の数とを単純に比べた場合、検出確率は 1% 未満となる。この種の高空間分解能撮像では通常 1 天体ずつしか観測できないことを考えると、コストパフォーマンスは決して良くはない。もちろん、観測サンプルは、観測者からの距離が近ければ星近傍まで迫れる、あるいは、年齢が若いほど惑星が明るいといった条件を考慮して選ばれることが多いため、中心星の性質に多少の偏りは生じるが、一概にこのバイアスのせいにはできない。しかし、観測可能領域と感度には、改善の余地が大いにある。太陽近傍の主系列星を対象とした場合であっても、惑星探しができる領域となると、中心星からおよそ 5–10 AU 以遠である。また、感度については、中心星の影響を受けない程度に十分離れた場所でも、2–5 木星質量程度以上の惑星しか検出できない感度で観測されていることがほとんどである。これまでの結果を眺める限りでは、おそらくそのような遠方に木星より重い巨大ガス惑星が存在する確率は、小さい。このこと自体は惑星形成過程の理解という点でももちろん意味があるのだが、今後新たな理解を得るには、(1) 星近傍でより軽い惑星をとらえるためにコントラストの大幅な改善が必要である。また、十分に星の近傍であれば間接検出法で調べられる領域と重なってくるため、(2) 星から遠くても構わないので、感度を上げてより軽い惑星の検出に集中する、ということも必要だろう。(1) で要求されるのは ExAO であるが、(2) では広視野 AO が重要になってくる。そこで次節では (2) について述べる。

2.11.4 広視野 AO を用いた高感度観測

従来のほとんどの直接撮像において、検出できる惑星質量は ~2–5 木星質量以上に限られていた。これを検出器の能力のせいにするのは少々不公平であり、例えば既存の近赤外アレイを使って 1 時間積分すれば、AO を使わずとも、2 ミクロン帯で距離 140 pc、年齢 1–3 Myr の 1 木星質量以下の惑星を検出できる (図 2.37)。観測時間をかけて非常に深く撮像すれば、木星質量の壁を破ることは全く不可能ではない。ただし、観測効率を考えると、やはり一度に多くの観測対象が得られるという点で、クラスターをターゲットにするのが良いだろう。つまり、星形成領域における浮遊惑星の検出と同じタイプの観測ということになる。実はこの星形成領域での観測についても、これまでの検出感度は 3–5 木星質量程度 (completeness limit) にとどまっている (AO は使用していない)。最も観測が進んでいる領域の一つが σ Ori クラスタ (年齢 ~3 Myr, 距離 400 pc, $A_V < 0.3$ mag) である。その質量スペクトルの傾き α ($\Delta N / \Delta M = AM^{-\alpha}$) は、1–20 M_{\odot} の範囲では Salpeter 則に合い ($\alpha \sim 2.35$)、0.3–0.006 M_{\odot} になると平坦になることが分かっている。ただし、6 木星質量以下はまだ確立されていない。よく研究されている領域には他にも Orion Nebula Cluster ($\lesssim 1$ Myr, 450 pc)、NGC 1333 (~1–3 Myr, 距離

2.11. 次世代広視野 AO を用いた系外惑星の観測

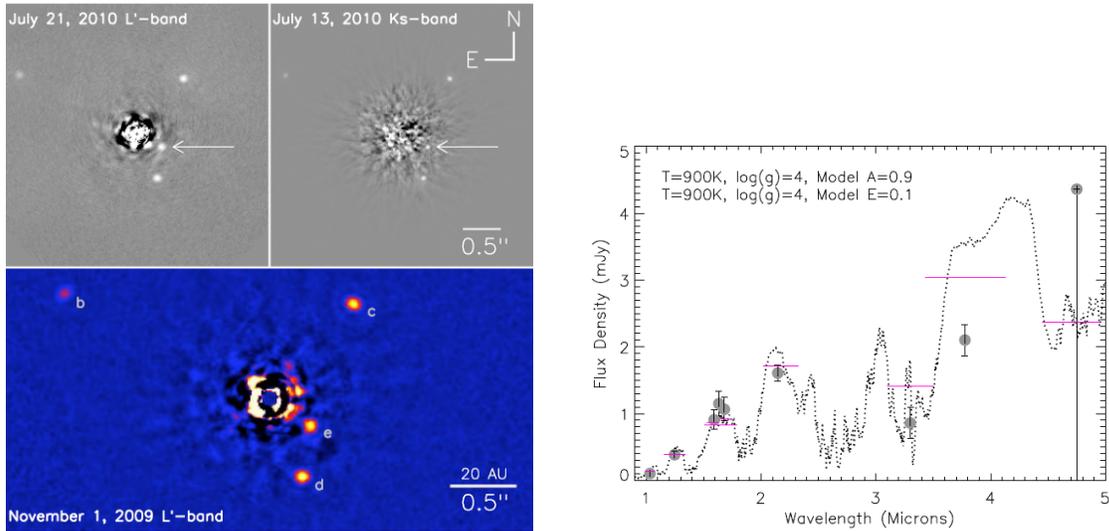


Figure 2.36: 左：HR 8799 を回る 4 個の惑星の K_S , L' バンド画像 (Marois et al. 2010)。Keck 望遠鏡で AO と観測手法 ADI を組み合わせて得られた。星に最も近い惑星 HR 8799e は、観測時の離角およそ 0.35 秒角、中心の恒星とのフラックス比は K_S バンドで 5×10^{-5} である。右：星から最も遠い惑星 HR 8799b の多波長測光 (Currie et al. 2011)。雲を考慮した大気モデルが、観測結果と良い一致を示す。

300 pc) や S 106 (~ 0.1 –10 Myr, 600 pc) 等があるが、およそ 5 木星質量以下を確立するには、さらに観測が必要という状況である。

そこで、広視野 AO が重要になる観測提案の一つとして、従来の検出限界を上回る「非常に深い撮像による惑星探し」を挙げたい。検出対象は、親星を持つ伴星型と持たない浮遊型、両方の惑星質量天体である。伴星型の場合には、中心星から遠く離れた場所の惑星しか調べられないが、中心星近傍は ExAO を使った観測に譲り、遠方でも良いのでなるべく軽い惑星の存在に制限を与えることを目的とする。複数回の観測で伴星型であるかどうかを調べ、最終的には浮遊型、伴星型を分光観測し、その温度や表面重力等の違い、もしくは類似性を調べられるとおもしろいだろう。その際、AO は以下のような点から必要となる。より軽い惑星の検出を可能にすることが最重要であるから、AO を用いて少しでも高感度の観測を行いたい。また、伴星型惑星の検出も狙っていることや、非常に深い撮像により銀河の混入の可能性も高くなるため (形状である程度判別可能)、なるべく高い空間分解能がほしい。8 メートルの口径を生かすという意味で、せめてハッブル宇宙望遠鏡よりも高い分解能が得られると良いだろう。そのため、空間分解能としては 0.1 秒角程度未満が望ましい。そして視野全体に渡ってそのような高空間分解能が必要となるため、AO の種類としては MCAO が適当ということになる。視野については、より軽い天体がどの程度密集して存在するかが不明であるので広い方が良いのは当然だが、これまでの観測結果からは、数分角以上あれば、まずは深撮像を試行する価値があるのではないかと考えられる (図 2.38)。

例として、距離 400 pc、 $A_V = 10$ の領域において K_S バンドで 1 木星質量の惑星を検出するケースを考える。ここで、AO の使用により 1–2 等級 (以下の見積りでは 1.5 等級) の感度向上が見込めると仮定し、また惑星は星と同じように分子雲あるいは円盤ガス塊の収縮で形成されるとする (図 2.37)。この場合、1 木星質量の天体を 5σ で検出するのに必要な積分時間は、年齢 1 Myr, 3 Myr, 5 Myr でそれぞれ約 3 分、2 時間、10 時間となる。若い領域であれば、広視野 AO の恩恵を受け、あとは系外銀河観測のように長時間同じ領域を見続けることを厭わなければ、1 木星質量あるいはそれ以下が議論できるようになるだろう。

また、惑星の形成過程は未解明の点が多く、惑星の明るさを予測するモデルの不定性は大変大きいと考えられるものの、原始惑星系円盤内のコア集積で誕生する場合は、ガス塊の収縮で誕生する場合に比べて暗くなると予想されている。しかしその場合でも、現存のモデル計算に基づく、距離 140 pc という最も近傍の領域を対象とするならば、1 時間の積分で、 $A_V = 10$ にある 1 Myr の 1–10 木星質量天体を K_S バンドで検出することが可能である。

惑星発見後のキャラクタリゼーションについても、AO を使用することで、より軽い惑星質量天体が観測対象として視野に入ってくる。スペクトル分類の際に重要な指標となる H_2O の吸収バンド (1.3–1.5, 1.8–2.1 μm) を含むような波長域で、波長分解能 $R \sim 300$ 程度を想定した場合、AO を使用してやはり 1–2 等程度の感度向上が見込めると仮定すると、距離 400 pc、年齢 1 Myr で減光が小さい ($A_V \lesssim 1$) 場合であれば、約 6 時間の

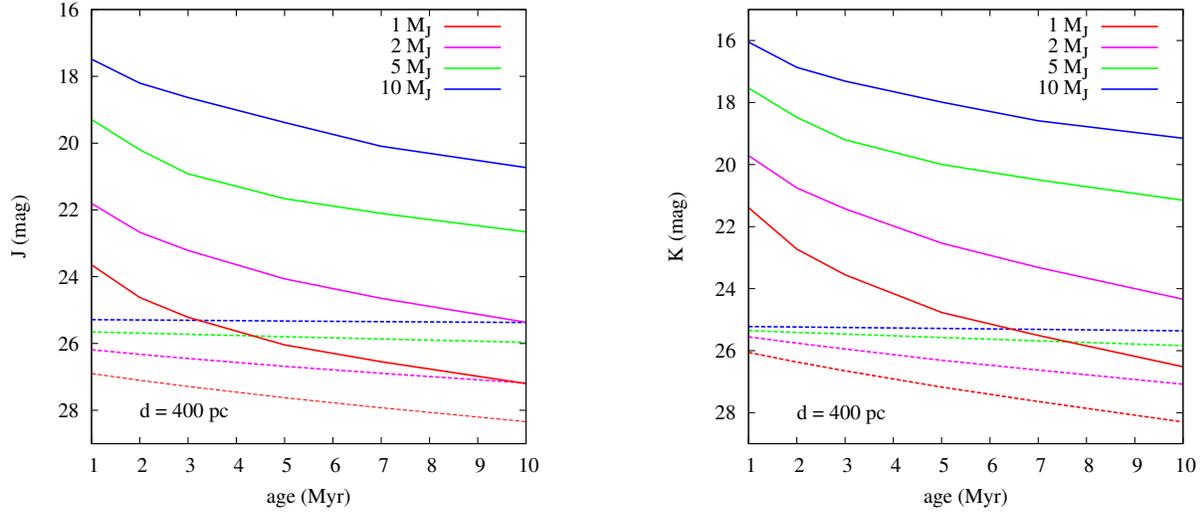


Figure 2.37: 距離 400 pc にある 1–10 木星質量天体の等級のモデル計算 (Spiegel & Burrows 2012) (雲を考慮したモデル)。二種類の進化を表示しており、実線は分子雲収縮や重力不安定による円盤分裂、破線は星周円盤内でのコア集積に対応する。

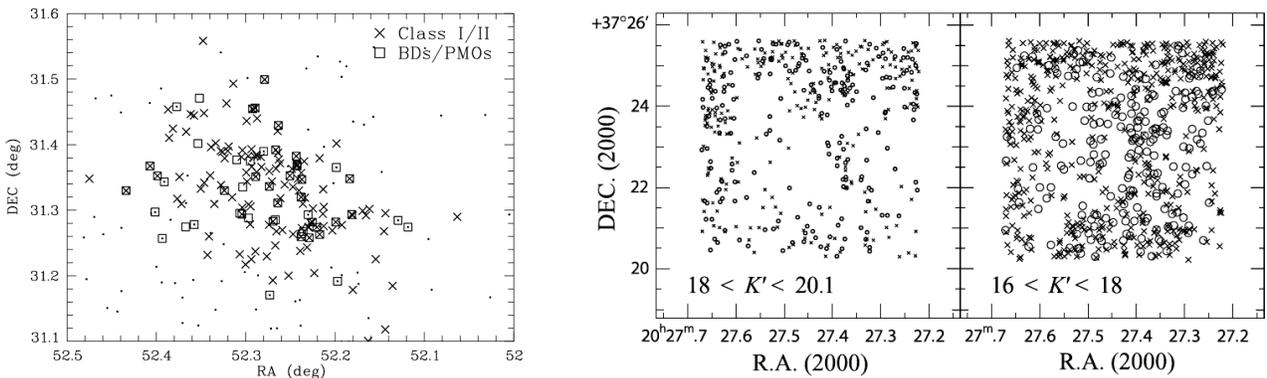


Figure 2.38: 左：NGC 1333 における褐色矮星・惑星質量天体の空間分布 (四角) (Scholz et al. 2012)。右：S 106 での天体の空間分布 (Oasa et al. 2006)。 K' バンドの明るさで分けて表示してあるが、 $18 < K' < 20.1$ の間に観測の completeness limit が存在する。例えば $A_V = 10$, $K' = 19.3$ は年齢 1 Myr を仮定すると 6 木星質量に相当する。

2.11. 次世代広視野 AO を用いた系外惑星の観測

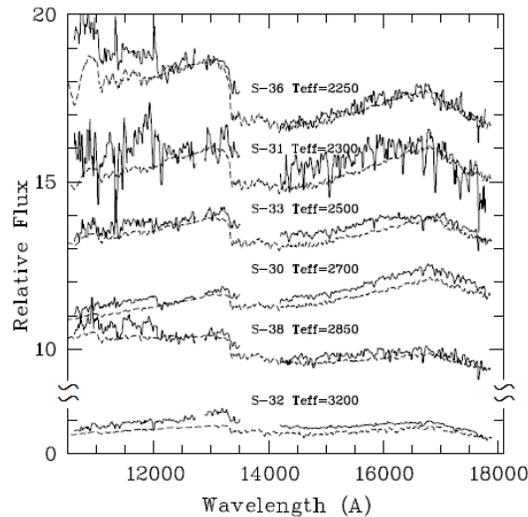


Figure 2.39: NGC 1333 に存在する超低質量天体のスペクトル (Scholz et al. 2012)。実線は観測データ、破線 (データから少しずらして描画してある) は大気モデルを示す。一番上の天体の質量は木星の 6 倍程度と見積もられている。

積分で 2 木星質量の天体に対して分光が可能となる。1 木星質量を狙うには観測領域の条件が厳しくなってくるが、2 木星質量程度であれば現実味を帯びてくる。これまで、浮遊惑星に対する分光は同波長域での明るさにして 18 等級台ぐらいまでは行われていたようだが、AO を用いた長時間観測により、これを 22 等級程度にまで押し下げることができるだろう。もちろん、惑星が空間的に非常にまばらにしか存在していないならば既存の AO システムで足りるが、惑星の分布によっては、広視野 AO (MOAO) が有効となるだろう。

2.11.5 その他の惑星検出法と広視野 AO

広視野が重要になる惑星検出方法は他にもある。例えば、トランジット法や重力マイクロレンズ法がそれにあたる。視野内に天体が多く入れば、観測効率や測光精度の点で得であるし、マイクロレンズ法の場合は視線方向になるべく天体数を稼ぐことも重要である。その際、AO があれば星の混んだ銀河面領域であっても個々の星を空間分解でき、さらに観測効率を上げられるというメリットがある。それ以外にも、例えばトランジット法は主に可視光で行われてきているため、AO が効きやすい近赤外域で観測することによって、M 型星を対象にできる (星とのサイズ比で得になるので、より小さい惑星を検出できる)、惑星からの熱放射を検出しやすくなる等の利点がある。大口径望遠鏡を使うからには、遠い星も観測対象にできるだろう。ただし、この種の検出法においては、同じ領域を見続ける必要があるため、観測時間をある程度専有できなければいけない。また、マイクロレンズ法では、増光イベントに対し時間方向にどれだけ密にデータを取得できるかも、軽い惑星を検出する際には重要となる。つまり、すでに小口径望遠鏡を使って組まれているように、24 時間観測可能な状況を作る観測ネットワークが有効となる。したがって、前節で述べた直接観測の方が、すばる広視野 AO から受ける恩恵は大きいと言えるだろう。

2.11.6 AO および観測装置の仕様

節 2.11.4 で述べた系外惑星の撮像・分光観測について、以下の表に記す。

| 必要な AO および観測装置の仕様のまとめ | | | | | | |
|-----------------------|------------|-------|-----------------------|------------|-----------|--------------|
| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
| MCAO | 近赤外広視野カメラ | 撮像 | 0.9–2.5 μm | | $\geq 2'$ | $\leq 0.1''$ |
| MOAO | 近赤外線多天体分光器 | 多天体分光 | 0.9–2.5 μm | ~ 300 | $\geq 2'$ | $\leq 0.1''$ |

Bibliography

- Borucki, W. J., Koch, D. G., & Kepler Team. 2012a, in American Astronomical Society Meeting Abstracts, Vol. 219, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 414.01
- Borucki, W. J., et al. 2011, *ApJ*, 736, 19
- . 2012b, *ApJ*, 745, 120
- Currie, T., et al. 2011, *ApJ*, 729, 128
- Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., & Lafrenière, D. 2012, *ApJ*, 745, 4
- Lafrenière, D., et al. 2007, *ApJ*, 670, 1367
- Lissauer, J. J., et al. 2011, *Nature*, 470, 53
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., Zuckerman, B., Song, I., Patience, J., Lafrenière, D., & Doyon, R. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. 2010, *Nature*, 468, 1080
- Oasa, Y., Tamura, M., & Sugitani, K. 1999, *ApJ*, 526, 336
- Oasa, Y., et al. 2006, *AJ*, 131, 1608
- Redfield, S., Endl, M., Cochran, W. D., & Koesterke, L. 2008, *ApJ*, 673, L87
- Scholz, A., Muzic, K., Geers, V., Bonavita, M., Jayawardhana, R., & Tamura, M. 2012, *ApJ*, 744, 6
- Spiegel, D. S., & Burrows, A. 2012, *ApJ*, 745, 174
- Sumi, T., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1641
- . 2011, *Nature*, 473, 349
- Swain, M. R., Vasisht, G., & Tinetti, G. 2008, *Nature*, 452, 329

2.12 Science Summary: System Requirements

Table 2.8 に、本章で扱った各科学的課題からすばる望遠鏡次世代 AO システムへの要求事項をまとめた。

広視野 AO としては、本章で議論された課題は、GLAO による広視野で、従来のシーイングで制限された観測よりも高い空間分解能 (具体的には K -band で $0.2''$ 程度) を達成することを求めるものが多い。そのほかには、視野の広さはあまり求めないが AO として高い空間分解能を達成することを求めるケースがいくつかある。このような提案の中には、従来の AO188 で可能なケースもあると思われるが、Section 3.1 でみるように、可変副鏡によるオンソースでの AO は、現行の AO188 よりも高い Strehl Ratio を実現できる可能性がある。MCAO (Multi-Conjugate AO) を実現するためには、複数の可変形鏡を用意する必要がある。また、可視域での性能についても Chapter 3 でシミュレーションの結果を示している。

観測装置については、従来のすばる望遠鏡の観測装置 (MOIRCS, IRCS) が有している撮像、多天体分光に加えて、面分光機能を活用するものがある。特に広視野での多天体面分光機能が実現できることは、GLAO の特長をよく活かすものであろう。また、すばる望遠鏡が可視域の Suprime-Cam や近赤外線 MOIRCS でこれまでも推進してきた、狭帯域フィルタを使用した撮像観測を掲げるものも多い。さらに、副鏡の可変による反射面の低減によって熱的赤外線での感度向上を果たした装置も期待される。

これらの科学的な要求を受けて、GLAO, MOAO のシミュレーション、観測装置の検討を進めてきた。以降の章でこれまでに得られた結果をまとめるとともに、これらの科学的要求のうち、すばる望遠鏡次世代 AO システムがどの程度まで実現可能であるかを述べる。

| Science Target | Author(s) | type of AO | Type of Instrument | Observation Mode |
|---------------------------|-----------|------------|--------------------|------------------|
| $z \sim 2$ galaxies | Minowa | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 撮像 |
| $z \sim 2$ galaxies | Iwata | GLAO | 近赤外線多天体面分光装置 | 多天体面分光 |
| $z > 7$ LAE | Iwata | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 狭帯域撮像 |
| $0.5 < z < 2.5$ 銀河 (環境効果) | Koyama | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 広帯域撮像 |
| $0.5 < z < 2.5$ 銀河 (環境効果) | Koyama | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 狭帯域撮像 |
| $0.5 < z < 2.5$ 銀河 (環境効果) | Koyama | GLAO | IFU | 多天体面分光 |
| $z \gtrsim 4$ LAB | Saito | 可視 AO | 可視 Fabry-Perot/IFU | 狭帯域撮像/面分光 |
| ULIRG/dual AGN | Imanishi | GLAO (ASM) | K & L 高感度カメラ | K & L 撮像 |
| $z > 4$ LBG outflow | Shibuya | MOAO | 近赤外線多天体分光器 | 多天体分光 |
| $z \sim 3$ LAE outflow | Shibuya | GLAO | 近赤外線多天体分光器 | 多天体分光 |
| Nearby galaxies IMF | Yasui | MCAO | 近赤外線カメラ | 撮像 |
| 銀河系中心方向球状星団 | Chiba | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 撮像、分光 |
| 銀河中心アストロメトリ | Nishiyama | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 撮像 |
| SFR Jets | Pyo | GLAO | 近赤外線広視野カメラ | 狭帯域撮像 |
| SFR Jets | Pyo | MCAO | 近赤外線広視野カメラ | 狭帯域撮像 |
| 系外惑星 | Fukagawa | MCAO | 近赤外線カメラ | 撮像 |
| 系外惑星 | Fukagawa | MOAO | 近赤外線多天体分光器 | 多天体分光 |

| Science Target | λ Range [μm] | λ Resolution [$\lambda/\Delta\lambda$] | FoV [arcmin ²] | Spatial Resolution [arcsec] | Note |
|---------------------------|--------------------------------------|---|-------------------------------|--------------------------------|---------------------------------|
| $z \sim 2$ galaxies | 0.9–2.5 | – | > 100 | 0.1–0.2''(K) | |
| $z \sim 2$ galaxies | 0.9–2.5 | 2000–3000 | > 100 | 0.2''(K) | |
| $z > 7$ LAE | 1.0–1.8 | 50–100 | > 100 | 0.2''(K) | |
| $0.5 < z < 2.5$ 銀河 (環境効果) | 0.9–2.5 | 5–10 | 50–100 | 0.2'' | |
| $0.5 < z < 2.5$ 銀河 (環境効果) | 0.9–2.5 | 50–100 | 50–100 | 0.2'' | |
| $0.5 < z < 2.5$ 銀河 (環境効果) | 0.9–2.5 | > 2000 | 50–100 | 0.2'' | |
| $z \gtrsim 4$ LAB | 0.6–1.0 | > 500 | a few – 30 | 0.1–0.3'' | |
| ULIRG/dual AGN | 2–5 | 5–10 | > 1 | 0.1–0.2'' (K, L) | |
| $z > 4$ LBG outflow | 1.1–2.5 | > 2000 | > 5 | 0.1''(K) | 面分光があるとよい |
| $z \sim 3$ LAE outflow | 1.1–2.5 | > 2000 | > 2 | 0.2''(K) | 面分光があるとよい |
| Nearby galaxies IMF | 0.9–2.5 | – | > 30 | 0.05''(K) | |
| 銀河系中心方向球状星団 | 0.9–2.5 | ~ 2000 | 100 | 0.2''(K), 0.4''(J) | |
| 銀河中心アストロメトリ | K -band | – | 100 | 0.15–0.2''(K) | |
| SFR Jets | 0.9–2.5 | ~ 50 | 100 | 0.2'' (K) | [FeII] & H ₂ filters |
| SFR Jets | 0.9–2.5 | ~ 50 | a few | 0.06'' (K) | [FeII] & H ₂ filters |
| 系外惑星 | 0.9–2.5 | – | $\gtrsim 2'$ | $\lesssim 0.1''$ | |
| 系外惑星 | 0.9–2.5 | ~ 300 | $\gtrsim 2'$ | $\lesssim 0.1''$ | |

Table 2.8: Summary of requirements on key instrument parameters

Chapter 3

Next-Generation AO Simulation Study

本章ではすばる望遠鏡次世代広視野補償光学系のためのシミュレーションに基づく検討結果をまとめる。補償光学装置 (AO: Adaptive Optics) の視野を広げるためには、大気ゆらぎの3次元構造を考慮する必要があり、この技術をトモグラフィと呼ぶ。トモグラフィ技術を観測目的に応じて実装することになるが、その方式には複数ある (4.1 節参照)。その中で地表層補償光学系 (GLAO: Ground-Layer Adaptive Optics) と多天体補償光学系 (MOAO: Multi-Object Adaptive Optics) に対してシミュレーションによる検討を行った。

すばる望遠鏡に次世代広視野 AO を用いた赤外線観測装置が活躍し始める頃には、口径 30m 望遠鏡も始動すると期待される。すばる望遠鏡の将来計画を考える上では、目指すサイエンスとそれを実現する技術という両面において 30m 望遠鏡との相補性あるいは 30m 望遠鏡への発展を意識せざるをえない。GLAO と MOAO という 2 つの広視野 AO の方式もこの様な背景を踏まえてシミュレーションによる検討を進める候補として選択した。GLAO は視野直径 10 分以上という広視 AO の中でも最大の視野を達成できる方式である。補正性能は回折限界ではなくシーイングの改善であるが、この視野を活かすことで 30m 望遠鏡と相補的な科学研究成果が期待できる。特にマウナ・ケアは大気ゆらぎ全体の中で地表層が占める割合が大きいことが知られており GLAO に適したサイトであると言える。MOAO は広い視野に亘って同時に複数の天体を観測することで観測効率を上げることができる方式である。各天体には回折限界の空間分解能が期待でき、面分光との相性も良い。MOAO の実現には新しい技術開発が必要である。暗い観測天体から離れた方向にある十分明るい複数の波面参照星 (ガイド星) から、観測天体方向の波面を推定するトモグラフィ技術、推定された波面を波面センサ (WFS) が見ていない方向の可変形鏡 (DM) で補正するオープンループ制御技術等が挙げられる。すばる望遠鏡において技術的、科学的経験を蓄積していくことで 30m 望遠鏡の次期観測装置に発展させることが期待される。

ここでのシミュレーションは広視野化検討のためであるので、いずれの方式に対しても視野をどこまで広く確保できるかが最も重要な確認すべき点になる。GLAO の場合は補正性能がシーイングに近いので、回折限界を扱う一般的な AO とは状況が異なりシーイングの影響も大きい。このような領域でシミュレーション結果が正しいか、またシーイングモデルをどう定義するかに注意が必要である。MOAO の場合は、個別天体に対する高ストレル比が魅力であるので回折限界の性能を維持できる視野がどの程度か、またそのために必要となる tip/tilt ガイド星 (低次ガイド星) の数等の条件が着目すべき点である。これらの項目をシミュレーションによって確認してそれぞれの方式の概要を把握した上で、検出感度やスカイカバレッジなどのさらに詳細な検討へと発展させていくことになる。

Sec.3.3 と Sec.3.4 では、GLAO システムでの遠方銀河観測がどのようなものになるか、ナチュラルシーイングでの観測や回折限界が達成された場合と比較して検討する。Sec.3.3 では撮像観測について、Sec.3.4 では分光観測についてまとめる。

3.1 すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:地表層補償光学系の場合

大屋 真¹

¹ Subaru Telescope, 650 North Aohoku Place, Hilo, HI 96720, USA

Abstract

ここでは広視野補償光学系の中でも 10 分角を超える最も広い視野を確保できる地表層補償光学装置 (GLAO: Ground-Layer AO) の検討結果に関して記述する。この方式は上層の大気ゆらぎを補正しないため、回折限界の性能を得ることではなく広い視野にわたってシーイングを改善することを目的としている。GLAO の実現方法としては可変副鏡を導入する方向で検討を進めている。可変副鏡は GLAO 以外にも狭視野の天体に対して高いストレールを達成することができるので、十分明るい単一星に対する自然ガイド星 (NGS) 観測、コーン効果を低減するための複数レーザーガイド星 (LGS) トモグラフィ観測も合わせ検討するべきだと考えている。シミュレーション・コードは TMT の NFIRAOS のために開発された MAOS を使用した。

3.1.1 大気ゆらぎモデル

AO の性能は大気ゆらぎに依存する。広視野 AO の補正を有効に行うためには、地上で観測される高度方向に積分されたゆらぎ強度ではなく、ゆらぎ強度の高度分布が必要になる。特に GLAO の場合は、上層の大気ゆらぎは直さないで、この部分の大気ゆらぎが最終的な補正性能を決めることになる。GLAO の補正が効く高度から効かない高度へ遷移する範囲 (300m~1km) をグレーゾーンと呼ぶが、シーイング (地表まで積分された大気ゆらぎの強度) が同じでもグレーゾーンにある大気ゆらぎ層の高さや強度全体に占める割合によって補正性能が大きく変化する。マウナ・ケアではシーイングを決めている大気ゆらぎのかなりの部分が地上 80m 以下に集中しており、グレーゾーンを含めた高層大気の大気ゆらぎが比較的弱いことが知られており (Chun et al. 2009)、GLAO に適したサイトであると言える。

すばるサイトでは未だ高度方向に分解したシーイング統計が得られていないので、他のサイト調査の結果を基にしてすばるサイトでのシーイングを推測しなければならない。ここでは Andersen (2010) によって提案されたモデルを採用した。このモデルでは、すばるより 90m 程度標高が低い TMT サイト (13N) で得られた結果 (Els et al. 2009) を基にしている。但し、サイト調査の結果は望遠鏡やドームの影響を含まないシーイングなので、一般に実際の観測結果よりも良い目が出る。そこで TMT サイト調査の結果とすばるのシーイング統計の差はすばるのドームと局所的な大気ゆらぎに起因していると仮定して、差分を高度 0m の大気ゆらぎとして加算している。この方法は、多天体補償光学装置 (MOAO) のテストベッドとしてすばる望遠鏡への持ち込み装置として提案されている RAVEN (Conan et al. 2010) のシミュレーションのために導入されたもので、しばしば「RAVEN シーイング」と呼んで参照している。

シーイング条件を統計的に扱う際には、良い (25 percentile)、普通 (50 percentile)、悪い (75 percentile) の 3 通りに分類することが一般に行われている。また上層大気ゆらぎ (free-atmosphere turbulence) は、地表層ゆらぎ (ground-layer turbulence) と相関が無いということが知られている。広視野 AO のシミュレーションでは上層と地表層のゆらぎそれぞれを良い、普通、悪いの 3 通りに分けて、 $3 \times 3 = 9$ 通りの条件で行うことが一般的である (例えば、Andersen et al. 2006)。すばるのシーイング統計は地表層と上層を区別していないので、ここでは上層が良い場合には地表層も良いというように両層同条件の場合 (すなわち 3×3 行列の対角項) のみを扱っている。条件を減らすことでシミュレーションに掛かる計算時間を節約することもできるので全体的な傾向を見るためには効果的である。この様にして得られた「RAVEN シーイング」のプロファイルを表 3.1 に示す。

但し注意しなければならない点として、山頂での各サイト間での局所的な影響をあげられる。GLAO で問題にしている大気ゆらぎの高度のスケールが地表 100m 程度であるのに対して、サイト間の標高差も同程度あり、すばるのドームも 40m と無視できない程度である。すばるに対して風上にある山頂リッジで得られた Chun et al. (2009) の結果がそのまま適用できるかは確認を要する。TMT サイト (13N; Els et al. 2009) はすばるサイトよりも低い所にあるので数百 m よりも上の大気ゆらぎを見逃している可能性は低いが、地表に近い大気ゆらぎがすばるサイトで局所的にどうなっているかは観測的に検証しておくことが望ましい。このような理由から、すばるサイトに地表付近に感度の高い大気プロファイルを用意して、局所的な地表付近の大気ゆらぎの測

3.1. すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:地表層補償光学系の場合

定を 2012 年度中に開始できるよう準備を進めている。風速に関しては、MAOS に含まれている TMT サイト

Table 3.1: RAVEN シーイングモデル

| percentile seeing | 25%-ile (good) | 50%-ile (moderate) | 75%-ile (bad) | speed | direction |
|-------------------|-------------------------|--------------------|---------------|-----------|-----------|
| height | fractional contribution | | | wind | |
| 0 km | 0.6823 | 0.5960 | 0.4971 | 5.6 m/s | 0° |
| 0.5 km | 0.0611 | 0.0963 | 0.1382 | 5.77 m/s | 50° |
| 1 km | 0.0212 | 0.0325 | 0.0577 | 6.25 m/s | 100° |
| 2 km | 0.0172 | 0.0372 | 0.0642 | 7.57 m/s | 150° |
| 4 km | 0.0757 | 0.0869 | 0.0833 | 13.31 m/s | 200° |
| 8 km | 0.0486 | 0.0684 | 0.0895 | 19.06 m/s | 250° |
| 16 km | 0.0939 | 0.0826 | 0.0700 | 12.14 m/s | 300° |
| fwhm | 0.53" | 0.66" | 0.85" | | |
| r_0 | 19.4cm | 15.6cm | 12.1cm | | |

note: fwhm and r_0 are defined at 0.5 μm

用の設定ファイル (atm_mk13n50p.txt) の値を用いている。ちなみにシーイングが良い、普通、悪い全ての設定ファイルで同じ風速になっている。風向に関しては、星像に影響があった場合にどの層からの影響か解りやすくするために人工的に下層から上層に向かって 0° から 50° ずつ回転させてある¹。将来的に検討を詳細に詰めていく際には、風向・風速の条件も考慮するべきである。

3.1.2 シミュレーション・コードの比較

AO のシミュレーションコードはこれまでに複数開発されているが、ここではそれらの中から MAOS を採用した。MAOS は TMT の NFIRAOS 開発のために製作された比較的新しいコードである。C 言語で書かれており、現在でも精力的な更新が継続されている。GUI ベースのインタープリタ (IDL, MATLAB) で書かれた他のコードに比べて計算が高速であるのが特徴である。一方で、データの入力や出力結果の表示などの GUI は用意されていない。MATLAB 等にデータを読み込むためのインターフェースは用意されているが読み込んだ後の表示等は各自で用意することになる。ちなみに MOAO テストベッドである RAVEN でもシステム検討に MAOS を用いている。GLAO ではガイド星が複数必要になり、視野が広いので高高度の大気ゆらぎ層で水平方向に広い領域を扱わなくては行けない。さらに初期検討の段階ではパラメータを頻繁に代えて何度も計算を繰り返すことになるので、計算の高速性は大きなメリットである。また MAOS は MOAO をシミュレーションする機能を有しているため、GLAO と性能を比較する際にシミュレーション・コードによる違いを心配しなくてもよいという利点がある。

MAOS は比較的新しいシミュレーションコードであることから、GLAO のシミュレーションを行うにあたって結果の妥当性を検証を行うこととした。Gemini 望遠鏡用 GLAO の検討報告書 (Gemini GLAO feasibility study team 2005)² の Appendix F.1³ “Modeling GLAO System Performance at Gemini: Early Results” に共通のテストケースを複数のシミュレーションコードで計算した結果が比較されているので、MAOS でもこのテストケースを計算してみた。テストケースのパラメータを表 3.2 に示す。この共通のテストケースに対して UA code 1, UA code 2, UD code, PAOLA, CIBOLA という 5 種類のコードによる結果を比較している。

MAOS による計算でも基本的に表 3.2 と同じパラメータを用いた。ただ DM オーダーは WFS に合わせて 10 を指定したので、直径上に 11 個のアクチュエータが並んでいる。この場合一般的には円形開口の四隅の各 6 個、計 24 個を減らして 97 個が開口内に入ることになる⁴。GLAO の場合、波面残差は補正していない上層大気ゆらぎの強度で決まり DM のフィッティング誤差はほとんど効かないので、アクチュエータ数が多少増えても補正結果はほとんど変化しない。また風に関する記述は無かったので、風速は Gemini サイトに隣接する

¹ 風向をランダムにして計算した場合もあるので、その場合は明記するようにする。

² http://www.gemini.edu/files/docman/science/aspens/GLAO_feasibility_report_public.pdf

³ Appendix F.1 の中身は別途問い合わせて入手した。

⁴ MAOS の場合、何故か四隅はもう一重外側までアクチュエータが配置されており各 3 個しか減らしていないので、109 個のアクチュエータが使われている。

Table 3.2: Gemini Feasibility Study (Appendix F.1) のシミュレーション・パラメータ

| | |
|-------------|--|
| Atmosphere | $r_0=17$ cm at $\lambda=500$ nm $L_0=30$ m C_N^2 profile, see Tab.3.3 below |
| Telescope | OD = 8.0 m with no center hole |
| FoV | 10' |
| Guide stars | 5 NGSs on a regular pentagon in a circle of radius 7.07' Brightness infinite (noise less) |
| WFS | 10×10 Sharck-Hartman, 8×8 pixels per subaperture Pixel scale: 0.2" Read noise: 3.5 e^- rms Frame rate: 500 Hz Wavelength: 700 nm No sky background |
| DM | Conjugate height: 0 m Compensation: ≤ 77 DoF |
| Test stars | 5 positions Coordinates: (0.0',0.0'), (2.5',0.0'), (5.0',0.0'), (2.5',2.5'), (5.0',5.0') Wavelength: 1.25 μ m Pixel scale: 0.1" Integration time: ≥ 100 s |

CHFT で検討が進んでいる GLAO システム 'IMAKA の検討報告書 (The IMAKA team 2010)⁵の表 9 の値⁶を参考としている。風向はランダムに設定した。

Gemini の検討報告書の Appendix F.1 の表 A.2 を見ると、補正性能はノイズの有無ではほとんど変化がなく、グレーゾーンのゆらぎ高度と強度全体に占める割合による差の方が大きいことが解る。よってここでは、雑音無しの条件でのみ比較を行った。この表 A.2(雑音無し)に MAOS の計算結果 (最右列) を加えて表 3.4 に示す。半値幅 (FWHM) の測定方法は Gemini の検討報告書に明記していなかったので、IRAF の imexam コマンドで Moffat プロファイルをフィットした結果を示している。MAOS では、シーイングの場合を含め各プロファイルの視野中心で補正結果が 0.02~0.03" 程度良い目に出ているが他のシミュレーションコード間のバラつきも考えると良く一致していると言える。このテストケースで特に面白い点は、地上でのシーイング (積分された大気ゆらぎ強度) が同じでもグレーゾーン (300~900m) のゆらぎ層の高度、および地表層 (0m) とグレーゾーンのゆらぎ層の強度比が変化すると、性能が極端に変わるという GLAO の性質が見て取れることである。MAOS でもこの点が正しく再現できるということが示されている。これらの結果を基に、MAOS を GLAO のシミュレーションに用いることは妥当であると判断した。

3.1.3 シーイングのシミュレーション

GLAO の補正性能は回折限界というよりもシーイングの改善である。一方でシミュレーションコードは一般的に回折限界に近い条件を扱うために用いられているので、ここではシーイングに近い状況が正しく計算できるか確認することとした。まず補正を行わない場合に大気ゆらぎモデルで指定したシーイング (r_0) が出力される PSF で再現されるかどうかを確認し、さらにその波長依存性を調べた。

計算は 3 種類の大気モデルに対して行った。一つ目は 3.1.1 節で導入した RAVEN シーイング、二つ目は 3.1.2 節で参照した Gemini の検討報告書のテストケース、三つ目は 'IMAKA の検討報告書の表 9 のモデルである。図 3.1 に、計算結果を示す。赤色が RAVEN、青色が Gemini、緑色が 'IMAKA のモデルを示している。線種はシーイングの条件を表している。RAVEN の場合は破線が良い、実線が普通、点線が悪いで、Gemini の場合は破線がグレーゾーンが低い、実線が中間、点線が高いを示している。シミュレーションのパラメータとして入力した r_0 を基にして $\text{FWHM} \sim 0.98(\lambda/r_0)$ によって算出した半値幅を波長 $0.5\mu\text{m}$ のところに点で示してあ

⁵<http://www.cfht.hawaii.edu/en/projects/IMAKA/documents.php>

⁶ RAVEN シーイングとの違いは高度 10km で風速が 1.5 倍になっている点で他は大差ない。

Table 3.3: テストケースに用いた Gemini のシーイングモデル

| profile | 1 | 2 | 3 | |
|-----------|-------------------------|--------|------|------------|
| gray-zone | low | medium | high | |
| height | fractional contribution | | | wind speed |
| 0 km | 0.45 | 0.30 | 0.20 | 6.5 m/s |
| 0.3 km | 0.15 | 0.00 | 0.00 | 6.5 m/s |
| 0.5 km | 0.00 | 0.30 | 0.00 | 6.5 m/s |
| 0.9 km | 0.00 | 0.00 | 0.40 | 6.5 m/s |
| 2 km | 0.07 | 0.07 | 0.07 | 15 m/s |
| 10 km | 0.33 | 0.33 | 0.33 | 30 m/s |

note: integrated r_0 is identical for all the three profile

る。点形状はシーイングの条件を表しており、○が良い、□が普通、×が悪いである (Gemini と ‘IMAKA は普通の□のみ)。

まず、波長 $0.5\mu\text{m}$ におけるシーイングの計算結果に関して検証する。MAOS で出力された PSF の半値幅を測定してみると、どの大気モデルのどの条件でも値が 0.82 倍に小さく (シーイングが良く) なることが解った。そこで図 3.1 では、この影響を補正するために MAOS で計算された PSF に対して測定された FWHM 値を 1.22 倍にスケールして表示してある。波長 $0.5\mu\text{m}$ での点 ($0.98\lambda/r_0$) と線 (MAOS の PSF の FWHM $\times 1.22$) の一致をみると、このスケールがどの大気モデルのどの条件でも有効であることが解る。スケール値に対するアウトースケール (L_0) の影響も調べてみたが、 L_0 を 30m から 100m に大きくするとスケール値は 1.22 倍から 1.17 倍に減少したものの 1.0 倍にはならない。100m 以上ではもうそれ以上変化しなかった。スケールの方法として、出力結果の半値幅の代わりに入力値である r_0 を小さくスケールして計算することも試みた。図 3.1 で示される波長範囲では、どちらのスケール方法でも顕著な差は見られなかった。しかし、より長波長側で補正性能が回折限界に近づく場合を計算すると PSF の半値幅に一定値を掛けるというスケール方法だと半値幅を大きく見積もってしまうことになる (実際にはスケール値は補正の程度に依存して変化すると考えられる) ので、以降の GLAO のシミュレーションでは r_0 をスケールする方法を採用した。

次は半値幅の波長依存性についてである。コルモゴロフ乱流の場合は波長の 0.2 乗に逆比例して半値幅は小さくなる。図 3.1 にプロットされた、各大気モデルに対して計算された半値幅は波長の 0.3~0.4 乗に逆比例して小さくなる。つまり、長波長側ではコルモゴロフ乱流の場合よりもシーイングが良くなっている。波長依存性に関しても同じく L_0 の影響も調べてみたが、30m から 100m に大きくした場合でも 0.33 乗から 0.28 乗へとべきの値が減少するものの 0.2 乗にはならない。100m 以上ではやはりそれ以上変化しなかった。

この節以降の MAOS を用いたシミュレーションでは、入力パラメータである r_0 を 0.84 倍にスケールして計算を行ったが、波長依存性に関しては大気ゆらぎスペクトル等の不定性もあるので特に補正を加えていない。前節 (3.1.2 節) のテストケースでは、半値幅 (あるいは r_0) も波長依存性も特に補正せずに他のシミュレーションコードと一致していたので、これらスケールや波長依存性の問題は少なくとも MAOS に特有の問題ではないと考えられる。

3.1.4 光子数

ガイド星 波面センサ (WFS) で観測される光子数は、雑音を含めたシミュレーションで必要になる。特に限界等級を見積もるためには不可欠である。このような理由から R バンドの等級を WFS で検出される光子数に変換するための関係式をここで導入しておく。

まず、すばる望遠鏡の開口全体で GLAO の WFS で検出される光子数 n_{tel} を求める。現実的な値を見積もるために LGSAO188 の高次 WFS で実際の観測中に記録される光子数を基に算出することとした。ガイド星の R バンドの等級を m_R 、LGSAO188 の高次 WFS の APD 一個当たりのダークカウントを $n_{dark}[\text{count/s}]$ とすると次の様に表される。

$$n_{tel} = 188 \cdot f_c \cdot \left(10^{-0.4(m_R - 22.8)} - n_{dark} \right) \quad [\text{photons/s}] \quad (3.1)$$

ここで f_c は LGSAO188 と GLAO の違いを考慮した補正因子であり、次の様にして導出した。

まず、両システムで検出器が異なる。LGSAO188 では APD (Avalanche Photo Diode) を用いているが、GLAO では EMCCD (Electron-Multiplying Charge-Coupled Device) を用いる予定である。図 3.2 で両者の感

Table 3.4: 異なるシミュレーション・コードによる計算結果の比較

シーイング (AO 補正無しの場合)

| Star Pos. | UA code 1 | UA code2 | UD code | PAOLA | CIBOLA | ave | std | MAOS |
|-----------|-----------|----------|---------|-------|--------|-------|-------|-------|
| all | 0.359 | 0.357 | 0.353 | 0.349 | — | 0.355 | 0.004 | 0.340 |

Profile 1 (グレーゾーンの 대기ゆらぎ層が低高度の場合)

| Star Pos. | UA code 1 | UA code2 | UD code | PAOLA | CIBOLA | ave | std | MAOS |
|-------------|-----------|----------|---------|-------|--------|-------|-------|-------|
| (0.0',0.0') | 0.258 | 0.224 | 0.235 | 0.221 | 0.220 | 0.232 | 0.016 | 0.209 |
| (2.5',0.0') | 0.254 | 0.225 | 0.247 | 0.227 | 0.214 | 0.233 | 0.017 | 0.229 |
| (5.0',0.0') | 0.256 | 0.228 | 0.252 | 0.230 | 0.214 | 0.236 | 0.018 | 0.231 |
| (2.5',2.5') | 0.247 | 0.224 | 0.233 | 0.216 | 0.219 | 0.228 | 0.013 | 0.232 |
| (5.0',5.0') | 0.263 | 0.222 | 0.253 | 0.235 | 0.230 | 0.241 | 0.017 | 0.248 |

Profile 2 (グレーゾーンの 대기ゆらぎ層が中高度の場合)

| | | | | | | | | |
|-------------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|
| (0.0',0.0') | 0.290 | 0.261 | 0.258 | 0.257 | 0.258 | 0.265 | 0.014 | 0.237 |
| (2.5',0.0') | 0.282 | 0.260 | 0.263 | 0.261 | 0.252 | 0.264 | 0.011 | 0.259 |
| (5.0',0.0') | 0.286 | 0.261 | 0.258 | 0.262 | 0.249 | 0.263 | 0.014 | 0.250 |
| (2.5',2.5') | 0.282 | 0.257 | 0.258 | 0.251 | 0.255 | 0.261 | 0.012 | 0.243 |
| (5.0',5.0') | 0.294 | 0.258 | 0.271 | 0.269 | 0.265 | 0.262 | 0.009 | 0.263 |

Profile 3 (グレーゾーンの 대기ゆらぎ層が高高度の場合)

| | | | | | | | | |
|-------------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|-------|
| (0.0',0.0') | 0.350 | 0.314 | 0.307 | 0.309 | 0.312 | 0.318 | 0.018 | 0.287 |
| (2.5',0.0') | 0.336 | 0.314 | 0.310 | 0.312 | 0.307 | 0.316 | 0.012 | 0.301 |
| (5.0',0.0') | 0.322 | 0.307 | 0.305 | 0.306 | 0.294 | 0.307 | 0.010 | 0.324 |
| (2.5',2.5') | 0.334 | 0.311 | 0.305 | 0.304 | 0.305 | 0.312 | 0.013 | 0.309 |
| (5.0',5.0') | 0.334 | 0.308 | 0.303 | 0.314 | 0.307 | 0.313 | 0.012 | 0.292 |

度を比較してみると、EMCCDの方が特に短波長側の感度が高いことが解る。この感度の違いを補正に含めた。もう一つの違いは鏡の枚数である。LGSAO188システムはWFSに光が入るまでに、像回転光学系(IMR: Image Rotator)の3枚と可変形鏡(DM: Deformable Mirror)のための再結像光学系の5枚の計8枚、保護膜付き銀で蒸着された鏡がある。またLGSAO188はナスミス焦点にあるので、生の銀で蒸着された望遠鏡の第3鏡も1枚加わる。GLAOのWFSではこれらが不要無くなる⁷ので、これらの鏡の反射率の分だけ効率が向上すると補正に含めた。ガイド星の捕捉機構や波面センサ内の透過効率はLGSAO188とGLAOで同程度と仮定した。

NGSの場合、補正因子は検出器感度や鏡の反射率に波長依存性があることから星の色に依存する。ここでは、暗いガイド星の典型的なスペクトルとして4,000[K]の黒体輻射(主系列のM0型相当)のスペクトルを用いた。LGSの場合は、レーザー波長(Na DI line at 589nm)単色で計算を行った。上記の差を考慮して補正因子を計算した結果、NGSとLGSいずれの場合も $f_c \sim 1.7$ であったので $f_c = 1.7$ を採用することとした。

MAOSに入力するパラメータは、WFSの一つのクリア・サブアパーチャに入る光子数なので式(3.1)で求めた望遠鏡開口全体の光子数を変換する必要がある。MAOSのシステムオーダーは、入力パラメータとしてはDMのアクチュエータ数で指定する様になっており、デフォルトの設定ではそれに合わせて波面センサのサブアパーチャ数も自動的に設定される。DMの開口直径上のアクチュエータ数として N を指定した場合、端

⁷ GLAOでガイド星とサイエンスフィールドで視野を空間的に分離する場合は波面センサに光をはねているビームスプリッタ(BS)も省略することが可能であるが、ここでは厳し目に見積もる意味でも含めたままで計算した。

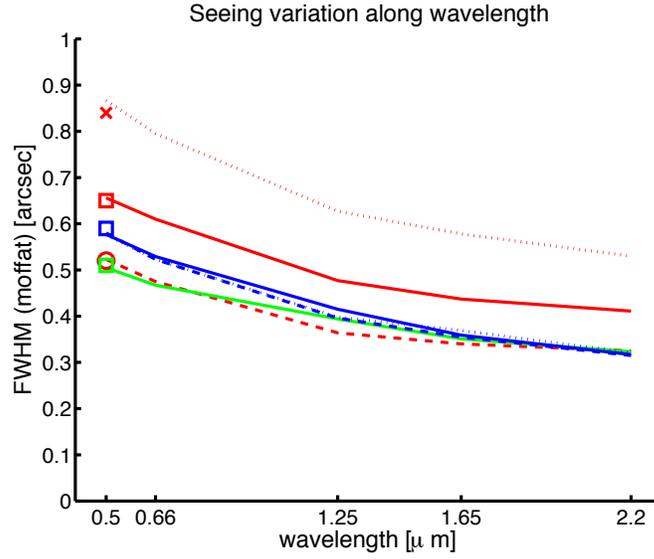


Figure 3.1: シミュレーション計算によるシーイングの波長依存性。赤色が RAVEN、青色が Gemini、緑色が IMAKA のモデルの結果を示している。線種はシーイングの条件を表している。RAVEN の場合は良いが破線、普通が実線、悪いが点線で、Gemini の場合はグレーゾーンが低い破線、中間が実線、高いが点線である。シミュレーションのパラメータとして入力した r_0 を基にして算出した FWHM を波長 $0.5\mu\text{m}$ のところに点で示してある。点形状はシーイングの条件を表しており、良いが○、普通が□、悪いが×であるに相当する (Gemini と IMAKA は普通の□のみ)。

を含めると開口直径上には $N + 1$ のアクチュエーターがあり、その間に N 個の WFS のサブアパーチャがある。よって望遠鏡の開口直径を D とすると一つのクリア・サブアパーチャの面積は $(D/N)^2$ であり、すばる望遠鏡の開口内の有効クリア・サブアパーチャ数は

$$N_{sub} = \frac{\pi}{4} (D_1^2 - D_2^2) / \left(\frac{D}{N}\right)^2 \quad (3.2)$$

で与えられる。ここで D_1 と D_2 はそれぞれ主鏡と副鏡の直径である。この式に $D = D_1 = 7.92\text{m}$, $D_2 = 1.265\text{m}$ and $f_c = 1.7$ を代入すると、R バンド等級 m_R のガイド星に対してシステムオーダー N の GLAO の WFS の一つのクリア・サブアパーチャで検出される光子数は

$$n_{sub} = \frac{n_{tel}}{N_{sub}} \quad (3.3)$$

$$= (188/N^2) \cdot f_c \cdot \left(10^{-0.4(m_R-22.8)} - n_{dark}\right) \cdot \frac{4D^2}{\pi(D_1^2 - D_2^2)} \quad (3.4)$$

$$= (418/N^2) \cdot \left(10^{-0.4(m_R-22.8)} - n_{dark}\right) \quad [\text{photons/s}] \quad (3.5)$$

と求まる。

夜空の背景放射 赤外線観測装置が主として観測を行う明夜においては、月の散乱光が支配的な背景放射源である。月散乱光による夜空の面輝度は、月の位相、月と観測方向の離角、月と観測方向それぞれの天頂角、大気の見係数等多くのパラメータに依存している (例えば、[Krisciunas & Schaefer 1991](#))。すばる望遠鏡の AO システムで測定した月散乱光による夜空の背景放射の面輝度は、月からの離角が 30° 以上ではモデルと比較的よく一致している。一方で離角が 30° 以内ではモデルよりも明るく、望遠鏡あるいはドームからの迷光が影響しているものと考えられる。

簡単のために、ここでは満月と半月の場合に月からの離角 30° の場合のみ考え、天頂角による違いは無視する。ガイド星の場合と同様に LGSAO188 の高次波面センサで測定されたデータを基に算出する。但し、補正

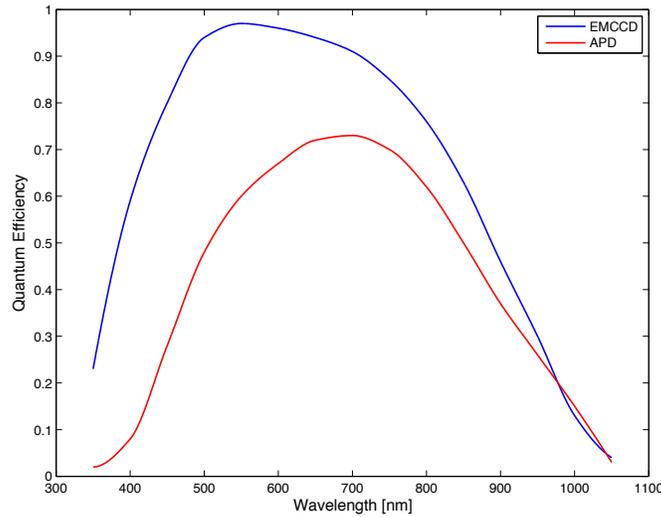


Figure 3.2: EMCCD(青色) と APD(赤色) の感度の比較

因子は異なる値を採用した。月のスペクトルは太陽 (G2V) と同じだと仮定して $T=5,780\text{K}$ の黒体輻射のスペクトルで近似した。これにレイリー散乱の波長依存性を掛けて月散乱光のスペクトルと仮定した。EMCCD は青側の感度が高いため、補正因子は 5.4 になった。これはガイド星よりも雑音現である月散乱光に対して感度が高いことを意味する。こうして算出された一つのクリア・サブアパーチャで検出される月散乱光による夜空の背景放射の面輝度は、満月 (n_{full}) と半月 (n_{half}) それぞれの場合に対して

$$n_{full} = 1.0 \times 10^5 / N^2 \quad [\text{photons/s/asec}^2] \quad (3.6)$$

$$n_{half} = 3.9 \times 10^4 / N^2 \quad [\text{photons/s/asec}^2] \quad (3.7)$$

で与えられる。

3.1.5 GLAO シミュレーションの設定

GLAO は、補正をシーイングの改善程度 ($\geq 0.2''$) に留める代わりに非常に広い視野 ($\geq 10'$) を獲得するための AO の方式である。GLAO に適したサイエンスケースを検討するためには

1. 補正性能
2. 視野の広さ
3. ガイド星 (TT-NGS) の限界等級とスカイカバレッジ

といった情報が必要になる。

配置 ここではまず全体的な見通しを立てるための出発点として図 3.3 に示したような配置でシミュレーションを行った。実線の円は GLAO の視野半径 r を示している。配置は r でスケールされている。今回は $r=5'$ 、 $7.5'$ 、 $10'$ (視野直径 $10'$ 、 $15'$ 、 $20'$) の場合を計算した。点線の円は半径 $r/2$ を示している。実線の四角は観測装置の視野を想定している。黄色の☆印は、ガイド星 (NGS/LGS) の位置を表している。LGS の場合は各 LGS から中心に向かって $50''$ のところにティップティルトとフォーカスを検出するための自然ガイド星 (TTFGS) がある。赤い点は PSF の評価点でガイド星に向かう方向 a は四角、ガイド星の中間方向 b は三角で示してある。黒い*印は DM の形状を大気ゆらぎにフィットする際の視線方向である。この配置は最適化されたものではないので、全般的なシミュレーションが一通り終わった段階で改めて検討を行う。

その他のパラメータ シミュレーションに用いたその他のパラメータを表 3.5 にまとめる。

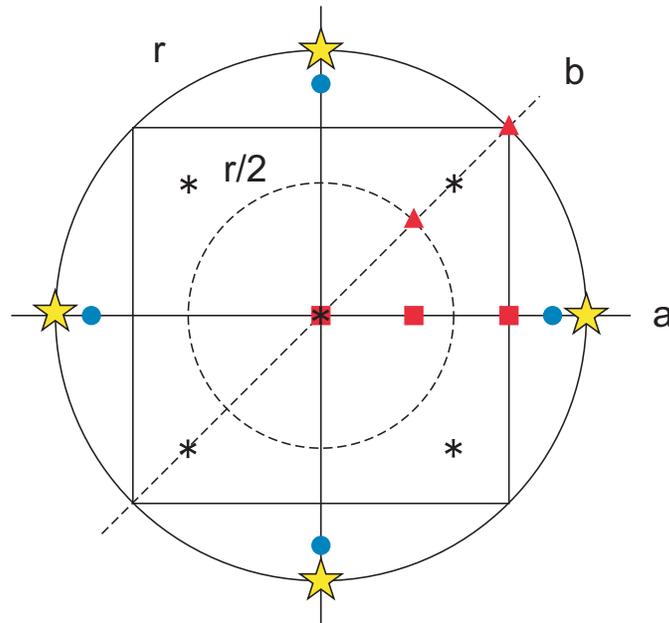


Figure 3.3: GLAO シミュレーションの配置

3.1.6 GLAO シミュレーション: 理想的な場合

まず WFS の雑音が無視できるくらい十分明るい NGS を用いた理想的な場合のシミュレーションを行なった。GLAO で達成できる限界性能を見積もることができる。以下の図では、縦軸が確率になっているものがある。これは、Andersen et al. (2006) の図 10 に倣ったもので、あるシーイングの値より良い値になる確率 (分位数) を示している。確率 0.25 は良いシーイング ($0.52''$)、0.50 は普通のシーイング ($0.65''$)、0.75 は悪いシーイング ($0.84''$) に相当する。

各シーイング条件における GLAO 補正性能 各シーイング条件における GLAO の補正性能を波面残差 (WFE: WaveFront Error) で表したのが図 3.4 である。点形状と線種の違いは、×と点線がシーイング (補正無し)、○と実線が GLAO 補正結果、☆と破線が GLAO 補正結果の中でデフォーカス以上の空間的高次項が占める分を示している。空間的低次項 (テックティルト) の寄与は高次項と同程度であり、プロットを加えると重なって判別しにくくなるので省略してある。色は視野サイズを示しており、青が $10'$ 、緑が $15'$ 、赤が $20'$ である。視野の広さによる WFE の違いはほとんど無いことが解る。このことから今回シミュレーションした視野の範囲⁸では GLAO の性能は同等であり、実際の視野の大きさは、望遠鏡及び観測装置の機械・光学設計で制限されることが予想される。WFE の代わりに観測バンドごとの半値幅で表したのが図 3.5 である。図 3.6 は分光観測を意識して Ensquared Energy で表している。この図では、色は視野サイズではなく一辺の長さの違いを示している。青が $0.24''$ 、緑が $0.36''$ 、赤が $0.48''$ である。視野は $15'$ で計算した。

GLAO による性能の改善率 ここでは、図 3.4–3.6 の縦軸を GLAO を用いることによる性能の改善率 (GLAO / Seeing) で表示する。点形状と線種、色の意味は図 3.4–3.6 と同じである。図 3.7 は WFE の低減率で、補正前のシーイングの WFE が小さいほど補正後の WFE も小さくなるっている。つまりシーイングが良い時ほど GLAO の効果が大きいという結果になっている。この結果は Andersen et al. (2006) の結果とは逆の傾向である。Andersen et al. (2006) は、Gemini South のために GLAO を検討した論文である。システムのパラメータは Subaru の GLAO と大差無く⁹、違いがあるのは大気モデルである。この傾向の違いが大気モデルの差で説明できるかは今後議論して検証すべき点であると認識している。WFE の代わりに観測バンドごとの半値幅で表したのが図 3.8 である。図 3.9 は Ensquared Energy で表している。K バンド等でシーイングが良い時にゲ

⁸ 視野 $30'$ も計算を試みたが計算が格段に遅くなるのであきらめた。視野が広がると上層大気ゆらぎで大きな断面積が必要になりメモリ不足になったと考えられる。

⁹ 可変副鏡の素子数は一桁違うが GLAO の場合は補正性能への影響は小さい。

Table 3.5: すばる GLAO 検討用シミュレーション・パラメータ

| | |
|-------------|---|
| Atmosphere | RAVEN seeing, see Tab.3.1 $L_0=30$ m |
| Telescope | Effective diameter: 7.92 m Center hole diameter: 1.265 m |
| FoV | 10', 15' 20' |
| Guide stars | Configuration, see Fig.3.3 Brightness: NGS R=6 (ideal case, practically noise free) LGS R=10 equivalent, TTFGS R=17 (realistic case) |
| WFS | Read noise: 0.1 e^- rms Frame rate: 500 Hz (ideal case), 200 Hz (realistic case) Wavelength: 0.7 μ m Sky background: 30° from the full moon |
| | Higher-order 32×32 Sharck-Hartman, 16×16 pixels per subaperture Pixel scale: 0.2'' |
| | Tip/tilt-focus 2×2 Sharck-Hartman, 16×16 pixels per subaperture Pixel scale: 0.08'' |
| DM | Conjugate height: -80 m Compensation: 921 actuators (33 act. across the diameter) |
| Control | gain 0.3 |
| Test stars | 5 positions, see Fig.3.3 Wavelength: 0.5 μ m, 0.66 μ m, 1.25 μ m, 1.65 μ m, 2.2 μ m Pixel scale: 0.0057'', 0.0076'', 0.0081'', 0.0106'', 0.0142'' (in the order of the wavelength) Integration time: 10 sec |

インが下がっているのは、シーイングでも既に Ensquared Energy が大きいからである¹⁰。スリット幅等の条件にもよるが、点光源に対しては 1.5~2 倍のゲインがある。実際に使用するスリット幅は背景雑音の混入も考慮して最適化すべきである。

視野内の補正性能の一様性 ここでは視野内での GLAO の補正性能の一様性を検討する。図 3.10 に各シーイング条件に対して視野内中心からの離角による WFE の変化を示している。色は視野サイズを示しており、青が 10'、緑が 15'、赤が 20' である。横軸は視野半径を 1 として規格化してある。破線はシーイング、実線は GLAO 補正結果を示している。まず、シーイングの値に関しては本来視野サイズには依存しないはずなので視野サイズによる違いはシミュレーションの誤差の程度を示していると考えられる。そうだとすると現在のシミュレーションの範囲では、視野内の位置による WFE の違いは誤差程度であり、補正性能はほぼ平坦で一様になっていると言える。未だ視野内の評価点が少ないので詳細検討では増やす必要がある。また実際に観測されるのは WFE ではなく PSF なので、PSF 形状も含めた検討も行って行きたい。

3.1.7 GLAO シミュレーション: 現実的な場合

ガイド星の明るさ、WFS の露出時間と雑音を考慮した現実的なシミュレーションを行う。GLAO の補正性能は、補正しない上層大気ゆらぎの強度で決まるので他要因の変化には鈍感であるという点が特徴である。シーイングの波面誤差 σ_{total}^2 は、上層大気に起因する分 σ_{atm}^{FA} と地表層に起因する分 σ_{atm}^{GL} からなる。

$$\text{Seeing : } \sigma_{total}^2 = \sigma_{atm}^{FA} + \sigma_{atm}^{GL} \quad (3.8)$$

¹⁰ 例えばシーイングで EE が 0.5 を超えていると、EE は最大でも 1 なのでゲインは 2 倍以下にしかならない

3.1. すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:地表層補償光学系の場合

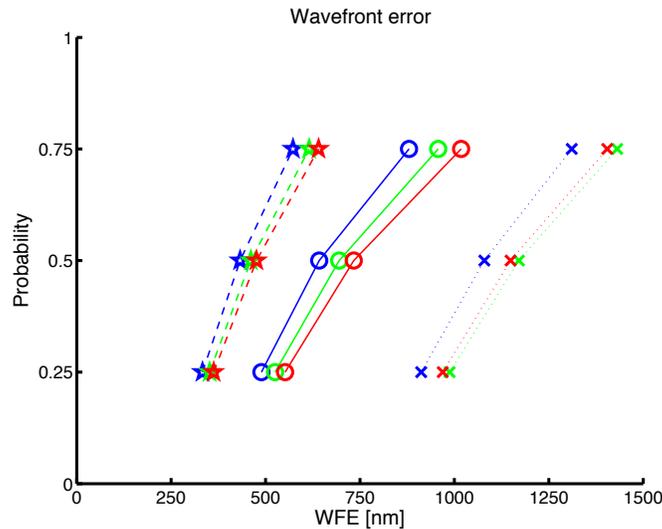


Figure 3.4: シーイング条件による GLAO の補正性能 (波面誤差) の違い。横軸は性能を波面誤差 (WFE) で示している。縦軸はシーイング条件を得る分位数で、0.25 は良いシーイング (0.52"), 0.50 は普通のシーイング (0.65"), 0.75 は悪いシーイング (0.84") に相当する。点形状と線種は、×と点線がシーイング (補正無し)、○と実線が GLAO 補正結果、☆と破線が GLAO 補正結果の中でデフォーカス以上の空間的高次項が占める分を示している。色は視野サイズを示しており、青が 10', 緑が 15', 赤が 20' である。

GLAO を用いると、このうち地表層に起因する分は GLAO システムで補正しきれない波面残差に置き換わり次式のようになる。

$$\text{GLAO: } \sigma_{WFE}^2 = \sigma_{atm}^2 \text{ }^{FA} + (\sigma_{sensor}^2 + \sigma_{fit}^2 + \sigma_{delay}^2 + \dots) \quad (3.9)$$

式 (3.9) をみると括弧内の GLAO システムに起因する各誤差が第一項の $\sigma_{atm}^2 \text{ }^{FA}$ より小さい限り、全体の補正性能には影響しないことが解る。以下では、GLAO システムに起因する各誤差の影響を個別に評価していく。LGS は R バンド 10 等相当¹¹、DM は直径上 32 素子 (端を含めて 33 素子) で固定して考える。GLAO の視野は標準的な条件である直径 15' として普通のシーイング条件のみ計算を行い、性能の評価は視野内で平均した WFE で行った。

限界等級 式 (3.9) の σ_{sensor}^2 に相当する部分である。TTFGS の明るさを代えて、NGS のノイズ無しあるいはシーイングの WFE と比較したのが表 3.6 である。この表を見ると TTFGS の明るさが R バンドで 17 等ま

Table 3.6: 雑音を考慮した GLAO の補正性能 (WFE)

| condition | WFE [nm] | | |
|-------------------|----------|----------|----------|
| | total | tip/tilt | hi-order |
| Seeing (moderate) | 1274±325 | 955±395 | 802±129 |
| NGS (noise free) | 733±95 | 515±122 | 519±47 |
| LGS (TTFGS=17) | 736±100 | 515±129 | 517±47 |
| LGS (TTFGS=18) | 783±127 | 578±161 | 517±47 |

では性能の劣化は見られず、18 等でも WFE が 8%劣化する程度である。よって限界等級として 18 等を採用し、今後のスカイ・カバレッジの見積もりでもこの値を基にする。

¹¹ 現存の LGS は 6W の出力で、波面センサ上での明るさは 12 等相当である。ファイバーレーザーにすることで 50W 程度は実現可能であり、2 等 (6 倍) のゲインは可能であると仮定している。

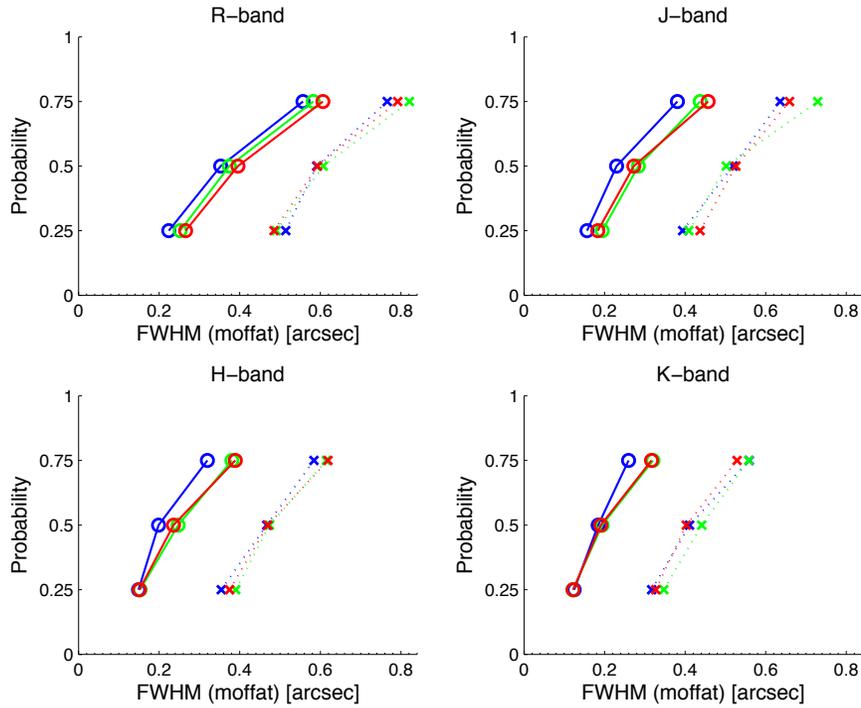


Figure 3.5: シーイング条件による GLAO の補正性能 (半値幅) の違い。観測バンドごとに分けて表示してある。点形状、線種、色は図 3.4 と同じである。

システムオーダー 式 (3.9) の σ_{fit}^2 に相当する部分である。一般的には DM の素子数によるフィッティング誤差を検討するが、ここでは WFS の素子数による性能の変化を調べる。現在 GLAO の DM は、可変副鏡 (ASM: Adaptive Secondary Mirror) を用いることを前提にしている。Andersen et al. (2006) によれば 8m 望遠鏡の GLAO の補正には 100 素子以下程度でも十分であることが知られている。一方で ASM は GLAO 以外にもオンソースの高ストレール補正に用いることが想定されておりできる限り多素子であることが望まれる。直径 1m 以上の鏡面を適正に支持することも考えると素子数をむやみに減らす訳にもいかない。このような理由で、GLAO の検討では DM の素子数は固定して考えている。素子数は GLAO の性能よりもむしろオンソースの高ストレール補正の性能と技術的な実現性を考慮して決定すべきである。

そこで、ここでは NGS に対して高次 WFS の素子数を減らして性能の変化を調べてみた。標準条件である 32×32 素子の場合、R バンドで 13 等まで性能の劣化はみられないが、 8×8 素子にすれば R バンドでも 15 等まで同等の性能が得られる。つまり性能の劣化という欠点は無く、かえって暗いガイド星まで使えるという利点があることが解る。もっとも実際のシステムでは高次 WFS はもっぱら R バンドで 10 等相当の LGS に対して用いられるので限界等級が深くなるメリットはあまりない。

制御速度 式 (3.9) の σ_{delay}^2 に相当する部分である。MAOS ではシミュレーションのステップ時間が WFS の露出時間になっている。標準条件では、フレームレート 200Hz (露出時間 5msec) でゲインを 0.3 として計算した。フレームレート 50Hz (露出時間 20msec) でゲインを 0.5 として計算した場合でも、全体の WFE が 8%劣化する程度であったので GLAO の WFS に対する高速性の要求は高くない。但し、同じ WFS を狭視野の高ストレール観測に用いる可能性があり、その場合は一般的に時間遅れが性能劣化の主たる要因なので ≥ 500 Hz 程度が必要になる。フレームレートは 100Hz 程度を下限にして可変にしておくことが望ましい。

3.1.8 可変副鏡の GLAO 以外への活用

可変副鏡 (ASM) を装備すれば、GLAO 以外にも汎用目的で使用できることが大きな魅力である。視野が直径 $3.5'$ (IMR を使用しなければ $4.0'$) 以下であればナスミス焦点でも使用可能である。鏡面が大きいため 1000 素子程度の実装が可能であり、LGS AO188 の 5 倍程度の多素子化が期待できる。多素子化により、オンソースの

3.1. すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:地表層補償光学系の場合

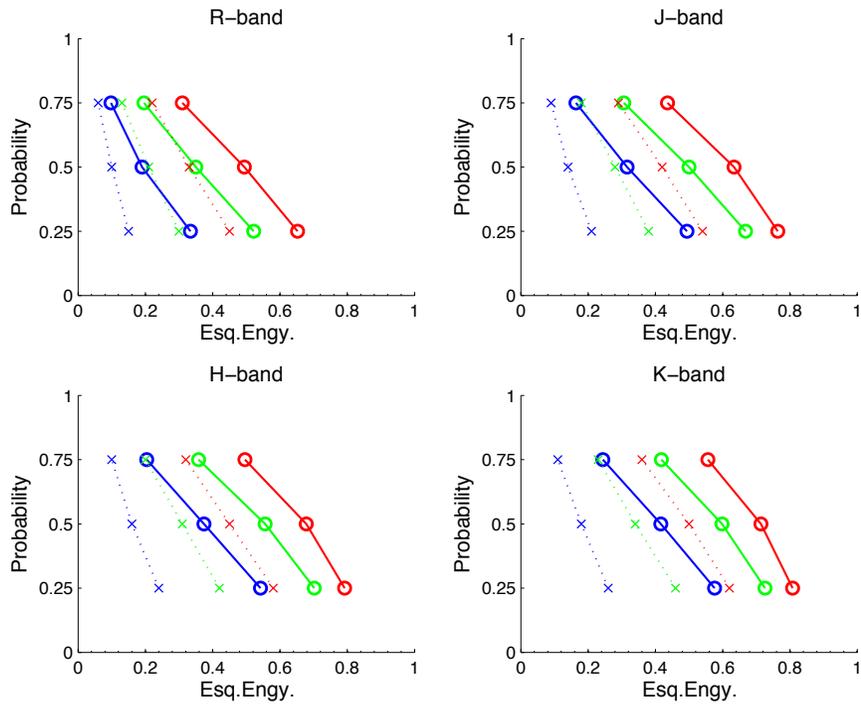


Figure 3.6: シーイング条件による GLAO の補正性能 (EE: Ensquared Energy) の違い。点形状と線種は図 3.4 と同じであるが、色は EE を測った際の一辺の長さを示しており青が 0.24''、緑が 0.36''、赤が 0.48'' である。

補正がより短波長側まで有効になり、同波長であればより高いストレール比を得ることができる。また DM のための再結像光学系が必要なくなるので鏡の枚数を増やさなくて済む。観測装置への透過効率で得をすると同時に余計な熱背景放射も低減できるので、熱雑音が影響してくる波長 $2\mu\text{m}$ 以上での観測で特に有利になる。

明るい NGS のオンソース高ストレール観測 ここでは十分明るい NGS それ自身を非常に高いストレール比で観測するモードを検討する。後段に高コントラスト光学系を組み合わせた系外惑星探査への応用等が考えられる。シミュレーションした結果を図 3.11 に示す。ここではフレームレート 500Hz、ゲイン 0.3 に設定してシミュレーションを行った。線種はシステムの違いを表している。実線は ASM で十分明るい NGS をオンソースで観測した場合、点線は LGS AO188 の観測で得られた結果、破線は GLAO (FoV= $\phi 15'$) のシミュレーション結果である。色は条件の違いを示しており、青色はシーイングが良い、紫は普通、赤は悪いを示している。LGS AO188 の場合は緑色が NGS モード、水色が LGS モードを示している。LGS AO188 のデータ取得時のシーイング条件は良いに分類される。この図をみると近赤外波長域全体でストレール比が 0.5 以上になり現在の AO188 の性能に対して改善がみられ、波長 $1\mu\text{m}$ でも 0.5 ~ 0.7、可視光の $0.5\mu\text{m}$ でも 0.1 ~ 0.3 と短波長側でも AO が有効になることが期待される。NGS の明るさに対する性能の依存性は今後の検討課題である。

複数 LGS のトモグラフィによるコーン効果の低減 これは今後の検討課題である。前節の ASM をオンソースで用いた場合の高ストレール観測の補正性能は非常に魅力的であるが、明るい NGS をオンソースで観測する場合なので適用できるサイエンスケースが限られる。NGS の代わりに単一 LGS を用いた場合は、コーン効果によって達成できるストレール比が低減してしまう。このモードは複数の LGS を用いることでその欠点を補って明るい NGS に迫る高いストレールを達成するのが目的である。但し、DM が一枚しかないので視野が広がる訳ではない。GLAO モードでは複数の LGS を使用するのでその配置を変更して用いることになる。単一 LGS と NGS との比較、LGS 数による SR 比の違い等を検討する予定である。

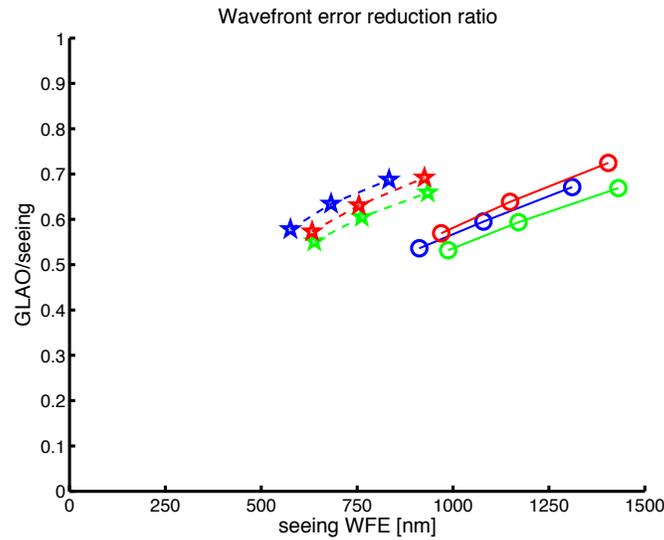


Figure 3.7: GLAO による波面誤差 (WFE) の改善率。点形状、線種、色は図 3.4 と同じである。

3.1.9 地表層補償光学系 (GLAO) シミュレーションのまとめ

すばるに可変副鏡を用いた Ground Layer Adaptive Optics (GLAO) の補正性能に関するシミュレーションを行った。GLAO の補正性能に関するシミュレーションの結果

- 典型的なシーイング条件において K バンドで FWHM=0.2'' 程度である
- スリット幅 0.36'' の場合は、点源に対して Ensquared Energy で 1.8 倍のゲインがある
- 検討した視野直径 20' 以下では、視野内では補正性能 (WFE) はほぼ一様である
- シーイングが良いほど補正効果も大きい
- 限界等級は、現実的な LGS モードの場合には TTFGS で制限されて R バンドで 18 等である
- 達成できる視野は GLAO システムではなく望遠鏡及び観測装置の機械・光学設計で制限される
- 可変副鏡を用いる場合、その素子数は GLAO の性能というよりはオンソースの高ストレール補正の性能と技術的な実現性を考慮して決定すべきである
- WFS のフレームレートは GLAO 用には 100Hz 程度で足りるが、オンソースの高ストレール観測も考慮して $\geq 500\text{Hz}$ 以上まで可変にすることが望ましい

ということが予想される。また可変副鏡で十分明るい NGS に対してオンソース補正を行った場合は、近赤外波長域全体でストレール比が 0.5 以上、波長 $1\mu\text{m}$ でも 0.5 ~ 0.7、可視光の $0.5\mu\text{m}$ でも 0.1 ~ 0.3 と AO188 に比べて性能の向上が期待される。

今後の検討課題としては、すばるサイトにおけるシーイング調査、GLAO 配置の最適化、スカイカバレッジの見積もり、視野内の PSF の評価、シミュレーションへの可変副鏡モデルの組み込み、ASM オンソース性能のガイド星等級依存性の評価、Single Conjugate Laser Tomography モードのシミュレーション等を考えている。

Bibliography

- Andersen, D. R. 2010, Model Atmosphere, Tech. rep., rAVEN Modeling Note 1
- Andersen, D. R., et al. 2006, PASP, 118, 1574
- Chun, M., Wilson, R., Avila, R., Butterley, T., Aviles, J.-L., Wier, D., & Benigni, S. 2009, MNRAS, 394, 1121
- Conan, R., et al. 2010, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7736, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 0T
- Els, S. G., Travouillon, T., Schöck, M., Riddle, R., Skidmore, W., Seguel, J., Bustos, E., & Walker, D. 2009, PASP, 121, 527
- Gemini GLAO feasibility study team. 2005, Gemini Ground Layer Adaptive Optics Feasibility Study Report, Tech. Rep. GLAO-PRO-001, ver.: 1.0, Gemini Observatory
- Krisciunas, K., & Schaefer, B. E. 1991, PASP, 103, 1033
- The IMAKA team. 2010, IMAKA Reasibility Study Report, Tech. rep., Canada-France-Hawaii Telescope

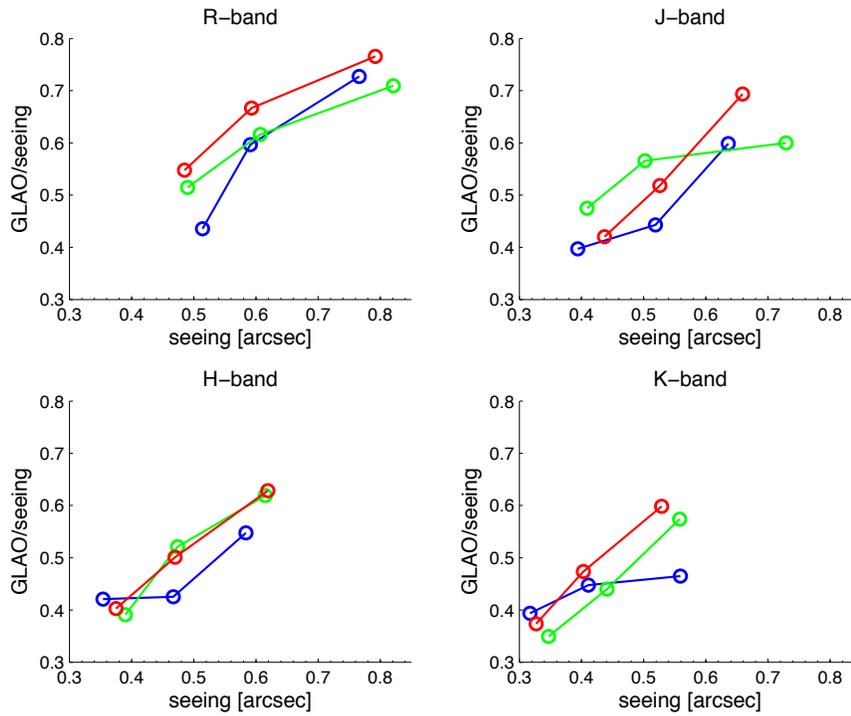


Figure 3.8: GLAO による半値幅 (FWHM) の改善率。点形状、線種、色は図 3.5 と同じである。

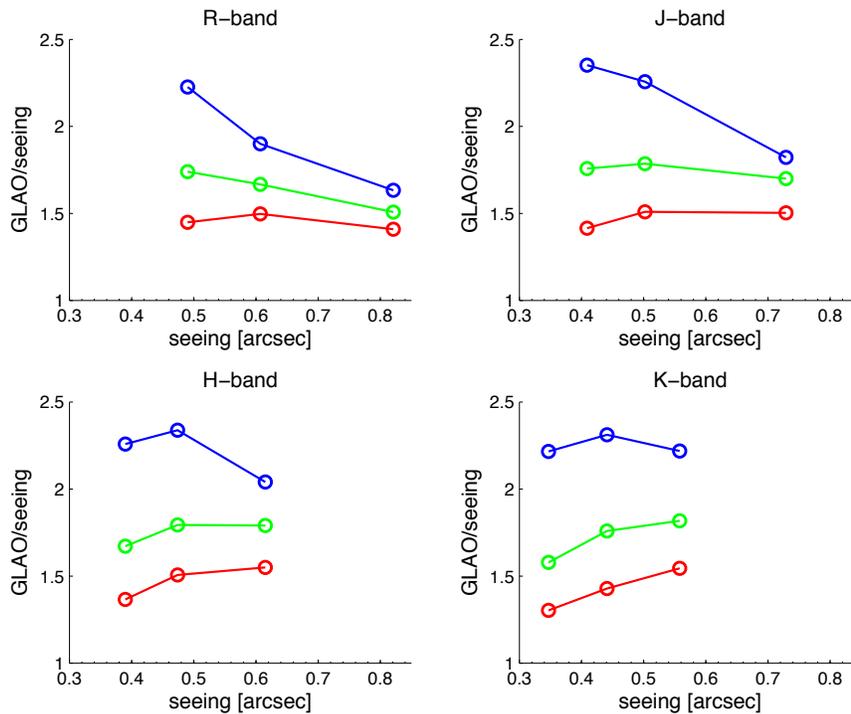


Figure 3.9: GLAO による Ensquared Energy (EE) の改善率。点形状、線種、色は図 3.6 と同じである。

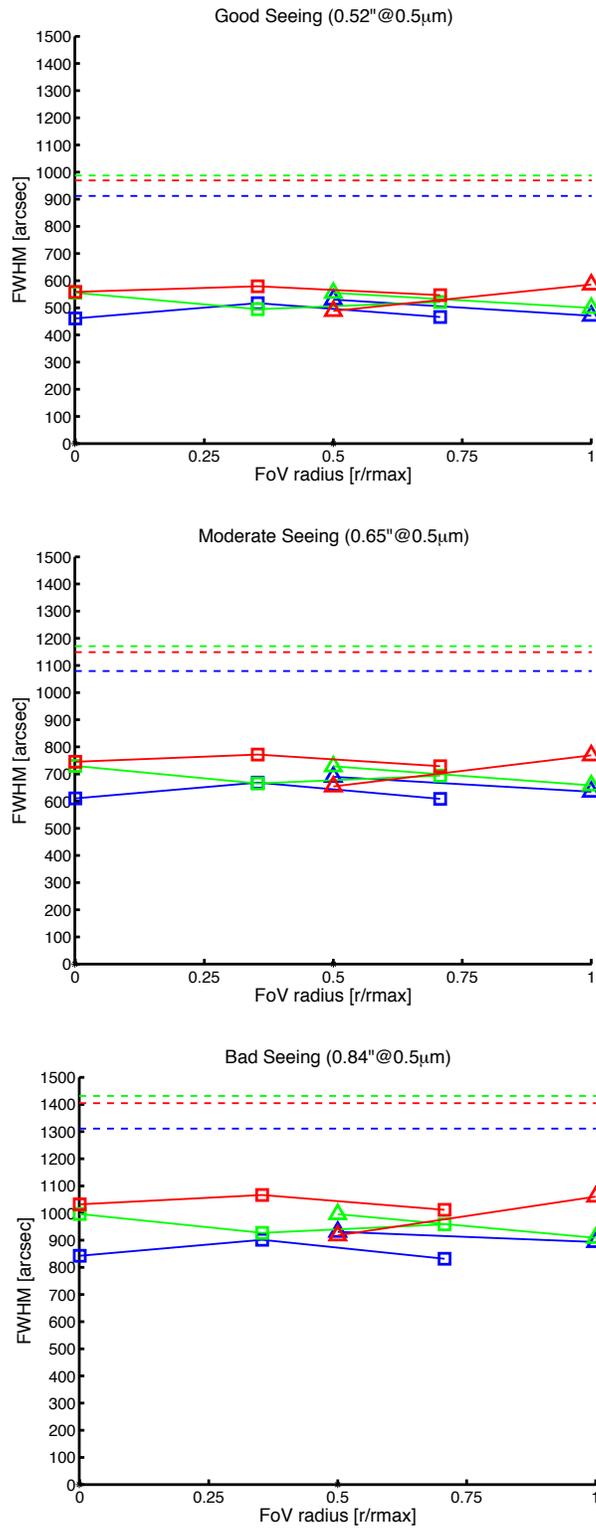


Figure 3.10: GALO の性能 (WFE) の視野依存性。シーイング条件を上から下に、良い、普通、悪いと変えて計算を行った。

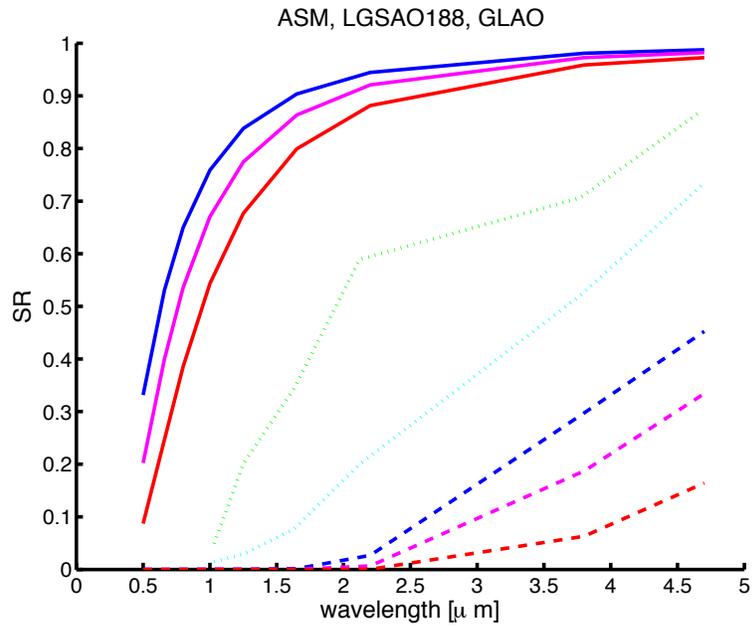


Figure 3.11: 可変副鏡 (ASM) によるオンソース AO 補正性能。十分明るい NGS に対して補正を行った場合の性能を LGSAO188、GLAO と比較した。線種はシステムの違いを表しており、実線が ASM、点線が LGSAO188(実測値) 破線が GLAO($\text{FoV}=\phi 15'$) である。色は条件の違いを示しており、青色はシーイングが良い、紫は普通、赤は悪いを示す。LGSAO188 の場合は緑色が NGS モード、水色が LGS モードを示す。

3.2 すばる望遠鏡次世代広視野補償光学系の検討:多天体補償光学系の場合

Masayuki Akiyama¹

¹ Astronomical Institute, Tohoku University, 3-6 Aramaki, Aoba-ku, Sendai, Japan

Abstract

ここではすばる望遠鏡において6個のレーザーガイド星を用いて多天体補償光学(MOAO)を行った場合に予想される性能を検討した結果をまとめる。特に、MOAOを用いることで地上層補償光学(GLAO)よりも高い補償性能を広い領域の多天体について実現することを目指す。そのためGLAOよりも高い補償性能を維持しつつ、どの程度までターゲット領域を広げられるのかを評価することに重点を置く。MOAOの場合には視野の中を連続的に補正することはせず、特定のターゲットの方向のみの補正を行っていることに注意が必要である。そのため以下ではこのターゲットを選択する領域のことをターゲット領域と呼ぶ。6個のレーザーガイド星を用いた場合、半径3'程度のターゲット領域についてはGLAOよりも高い補償性能が期待されるが、それよりもレーザーガイド星の間隔を広げてターゲット領域を広げると視野のほとんどの領域でGLAOに近い補償性能しか得られず、MOAOのメリットが生かせなくなることがわかった。また自然ガイド星の間隔が開くにつれてTip-Tiltの波面誤差が急激に大きくなることもわかった。Tip-Tiltガイド星に用いることのできる自然ガイド星の明るさを考えると銀極方向においては複数の自然ガイド星をターゲット領域に用意出来る確率はかなり低く、Tip-Tiltの波面残差が性能をリミットする。

3.2.1 多天体補償光学系のシミュレーションの設定

図3.12にMOAOの概要を既存のレーザーガイド星補償光学系と比較して示す。MOAOのシミュレーションはGLAOのシミュレーションと同じくMAOSを用いて行った。レーザーガイド星は高度90kmの位置に出来ることを想定している。大気揺らぎのモデルはGLAOのシミュレーションで用いられたモデルのうち、マウナケアでの平均的なシーイングに対応するモデル(atm_sbr50.conf)を用いた。このシミュレーションではガイド星の明るさや補償ループの遅延によって補償性能が低下する効果は考えていない。レーザーガイド星だけでは大気揺らぎのTip-Tilt成分を測定することは出来ないため自然ガイド星を用いてTip-Tilt成分を測定することを想定している。

図3.13に今回行ったシミュレーションでのガイド星の配置を示す。上の段は自然ガイド星の配置、下の段はレーザーガイド星の配置を示す。上の段では三角形の頂点の位置に3個のガイド星を配置し、下の段では五角形の頂点と中心の位置に合計6個のガイド星を配置している。自然ガイド星は実際にはランダムに分布すると考えられるが、ここでは単純化のために三角形の頂点にあるとしている。MOAOの補償性能を考える上では、地球大気揺らぎの一番上層(高度10-12km)でガイド星の通る光の経路がどのように重なっているか、ターゲット領域の天体からの光の経路をどれだけガイド星の光の経路がカバーしているかが重要となる。それぞれのガイド星からの光の経路がサンプルする高度12kmでのパスを青色の円(上の段)とオレンジ色の円(下の段)で示す。ガイド星の間隔は左から右の配置に行くにつれて離れていく。以下、これらの配置を配置(1)から(5)と呼ぶ。たとえば配置(3)では自然ガイド星は90"の円に内接する三角形の頂点に配置され、レーザーガイド星は半径105"の円に内接する五角形の頂点に配置される。緑色のドーナツ状の領域は中心の穴が8mの開口に相当する領域、外側の円が半径300"までターゲット領域を広げた時にその中の天体からの光が8mの開口に届くまでに通るパスに相当している。半径300"のターゲット領域にある天体について十分な精度で補正するにはこのドーナツ状の領域をレーザーガイド星の光の経路で出来るだけ一様にカバーすることが重要になる。実際には6個のレーザーガイド星では一様にカバーすることは不可能でガイド星の間隔が広がる配置(3)(4)では補償性能が低下することが予想される。GeminiのMCAOのシステムであるGEMSのガイド星は30"間隔で配置されており、一番左の配置に近いものである。

3.2.2 シミュレーションの結果

まず図3.14に波面誤差の値を示す。波面誤差の値はAOの補正の度合いを確認するのに適している。黒四角はトータルの波面誤差の値であり、バツ印は自然ガイド星で測定されるTip-Tilt成分の波面誤差の値、白四角

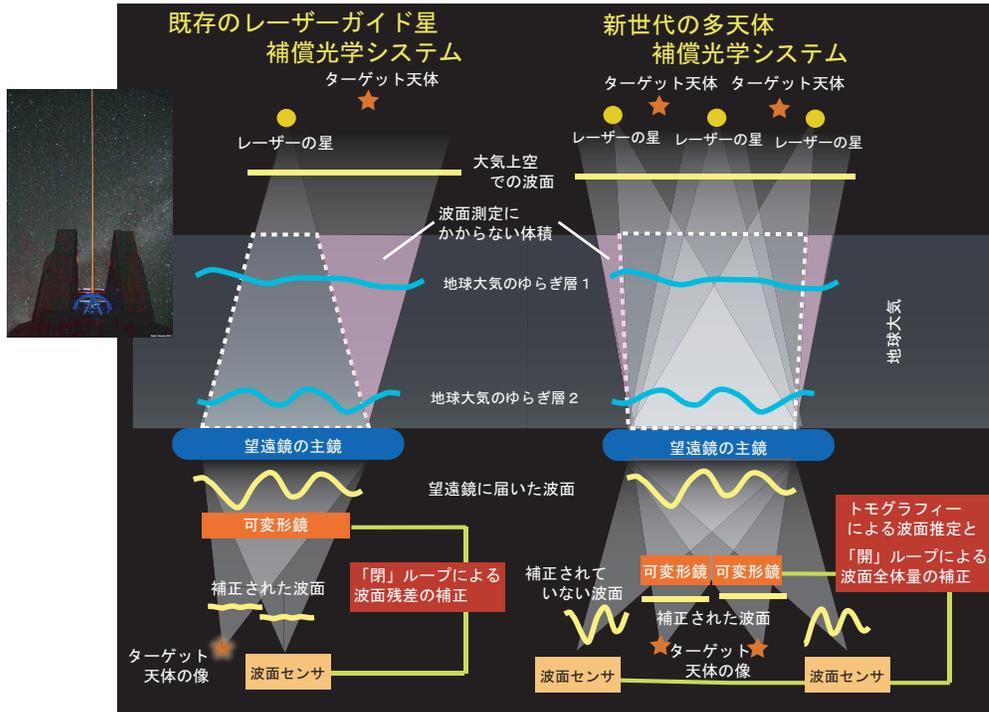


Figure 3.12: 既存のレーザーガイド星補償光学系と多天体補償光学系の比較。多天体補償光学系では複数のレーザーガイド星を打ち上げて、複数の波面センサーで観測する。複数の方向の波面情報をトモグラフィーを用いて解析することで大気揺らぎを広いターゲット領域に対して高さ方向に分解して推定することが可能になる。この推定結果をそれぞれのターゲットの方向に対して積分し、それぞれのターゲットに対して用意した個別的可変形鏡で補正することで、それぞれのターゲットに最適な補正を得る。レーザーガイド星の間隔を広げてターゲット領域を広げていくとレーザーガイド星からの光が通る経路が大気揺らぎの上層 (~10km) でオーバーラップしなくなり、補償性能が地上層補償光学系に近づくことになる。

はレーザーガイド星で測定されるより高次の波面誤差の値である。左上から右下に配置 (1) から配置 (5) に対応している。視野は図 3.13 において下から上の方向に取っていて、距離が正の値のところではレーザーガイド星のある方向と交わる。波面誤差 350nm が K バンドでのストレル比 0.4、240nm が J バンドでのストレル比 0.2 に相当し、それぞれ実線で示してある。レーザーガイド星、自然ガイド星の位置をそれぞれ縦の点線と破線で示している。distance が正で点線と交わる付近ではレーザーガイド星のある方向と重なり、高次のエラーの値が局所的に小さくなっている。ガイド星の間隔が広がるにしたがって、ガイド星の間の領域で高次の波面誤差が大きくなる。この高次の波面誤差はレーザーガイド星の光の経路がカバーしない領域が上空で広がっていくことによるものであり (図 3.13)、上空の成分が残るという意味では、GLAO の高次の波面誤差に近づいていくと考えられる。また配置 (1) から (5) につれて自然ガイド星の間隔も広がっていくので Tip-Tilt 成分の波面誤差は急激に大きくなり、配置 (3) で高次の波面誤差とほぼ同じ程度の波面誤差となる。

実際の観測を考える上では波面誤差ではなく、ストレル比、エンスクエアエネルギーの値が重要になる。ストレル比の分布を図 3.15 に示す。記号の違いは波長の違いに対応しており、黒四角は K バンド、白四角は H バンド、バツ印は J バンドに対応する。これらの値はシミュレーションで計算された PSF 画像から求めているが、図 3.14 に示す波面誤差から予想されるストレル比とコンシステントな値となっている。

0.12" × 0.12" および 0.24" × 0.24" でのエンスクエアエネルギーの分布を図 3.16、3.17 に示す。0.12" × 0.12" の場合にはエンスクエアエネルギーはガイド星の間隔が広がるにつれて急激に悪くなり、50%程度という条件を付けると半径 60" 程度の領域を補正するのが限界となる。一方で 0.24" × 0.24" の場合にはガイド星の間隔が広がることによるエンスクエアエネルギーの急激な低下は抑えられる。この傾向は、ガイド星の間隔が広がっていくにつれて Tip-Tilt 成分の波面誤差が大きくなり (図 3.14 参照) PSF のコア部分が広がってしまうが、高次の波面誤差はそれほど変わらないことで PSF のハローに逃げる成分は大きく変わらないということが効いていると考えられる。これは VLT や Gemini で用いられている Tip-Tilt ガイド星なしでレーザーガイド星のみを用いて補償を行うようなケースに対応しており、比較的広い開口でのエンスクエアエネルギーは悪化しな

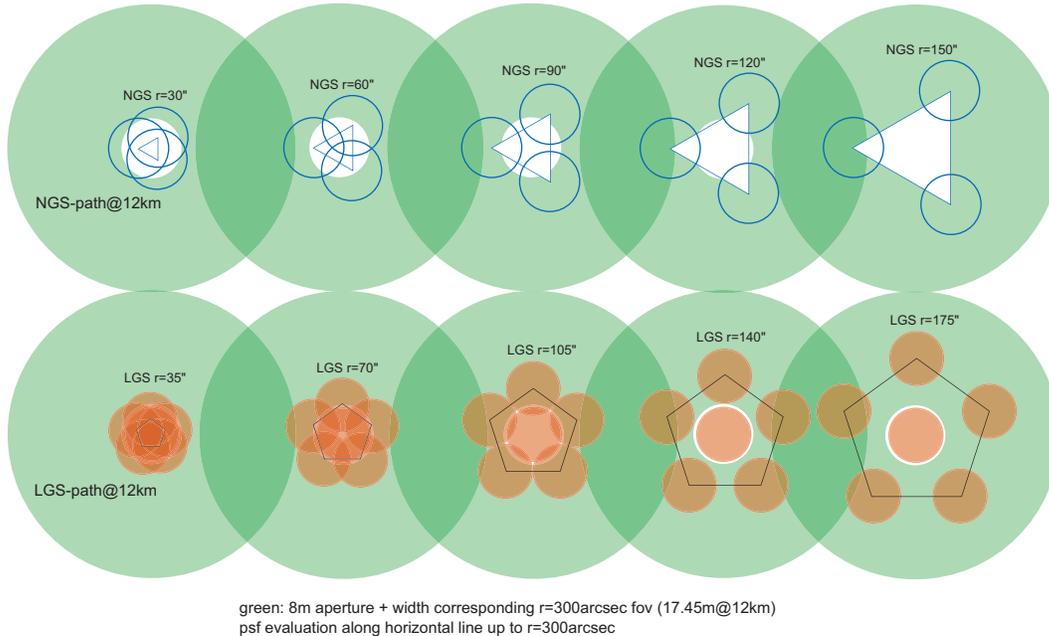


Figure 3.13: 自然ガイド星 (上段) とレーザーガイド星 (下段) の配置 (三角形と五角形) とそれぞれのガイド星の光の経路 (青丸とオレンジ円)。左から右に配置 (1) から (5)。

ということとコンシステントである。

ここまでの結果をまとめるとガイド星が密に配置されている状態では高次の波面誤差が支配的で、視野内で一様に 200nm 程度になる。ガイド星の間隔が開いて 100'' を超えると Tip-Tilt 成分の波面誤差が 200nm 程度となり同じくらいの寄与となる。ガイド星の間隔が開くとレーザーガイド星の間の領域では高次の波面誤差が大きくなり、(高次の成分については) 徐々に GLAO 的な補正に近づいていく。6 個のレーザーガイド星を想定する場合、半径 3' 程度の領域を補正するのが限界であり、それ以上に離れると GLAO に比べて大きなメリットはなくなる。この場合 $0.24'' \times 0.24''$ でのエンスクエアエネルギーは 30-50% と推定される。

3.2.3 Tip-Tilt 成分に関する考察

ここまでの議論では自然ガイド星はターゲット領域に 3 個見つかる想定して補償性能を調べてきたが、実際には複数の自然ガイド星を見つけることはかなり難しいと想定される。自然ガイド星は Tip-Tilt 成分を補正するのに用いられる。Tip-Tilt 成分は空間スケールの大きな揺らぎに対応するので空間方向の変動は小さいが、それでも空間方向に依存した変動はあり、自然ガイド星から離れるにつれて波面誤差も大きくなる。この方向による Tip-Tilt 成分の変動は Tilt-anisoplanatism と呼ばれる。

広視野を同時に観測する場合には Tilt-anisoplanatism で必要となる自然ガイド星の数が決まる。Tilt-anisoplanatism の効果は解析的に計算することが出来 (Sandler et al. 1994)、すばる望遠鏡と 30m 望遠鏡を想定した計算結果を図 3.18 に示す。縦軸は Tilt-anisoplanatism によるストレル比の減少ファクターを示している。J バンドから K バンドの領域でのストレル比の減少を 0.6 程度に抑えるためにはすばる望遠鏡の場合には 20'' から 40'' 以内に自然ガイド星がなければならないことがわかる。30m 望遠鏡の場合には開口が広がって、平均化する領域が大きくなるために Tilt-anisoplanatism の条件は少し緩和される。

Tilt-anisoplanatism についてシミュレーションを用いても確認を行った。結果を図 3.19 に示す。このシミュレーションでは 2 個の Tip-Tilt ガイド星で測定された Tip-Tilt 量の平均を用いて推定される量とその中心に位置する星の Tip-Tilt 量の差を取った。縦軸はその残差から予想される星像の揺らぎの値に直している。Tip-Tilt の残差による星像の揺らぎを十分に小さく抑える ($< 20\text{mas}$) には自然ガイド星の間隔は 60'' 程度 (Pair radius = 30'') でなければならないことがわかる。この結果は自然ガイド星から 20 - 40'' の領域がカバーできるという解析的な計算の結果とコンシステントである。

自然ガイド星の数の影響をシミュレーションの中で確認した結果を図 3.21 に示す。ベースラインの配置 (4) について自然ガイド星を左から 3 個、6 個、1 個に変更した場合を示す。自然ガイド星が 1 個の場合には視野の外側では Tip-Tilt 成分の波面誤差が大きくなることがわかる。これは Tilt-anisoplanatism の計算結果とコ

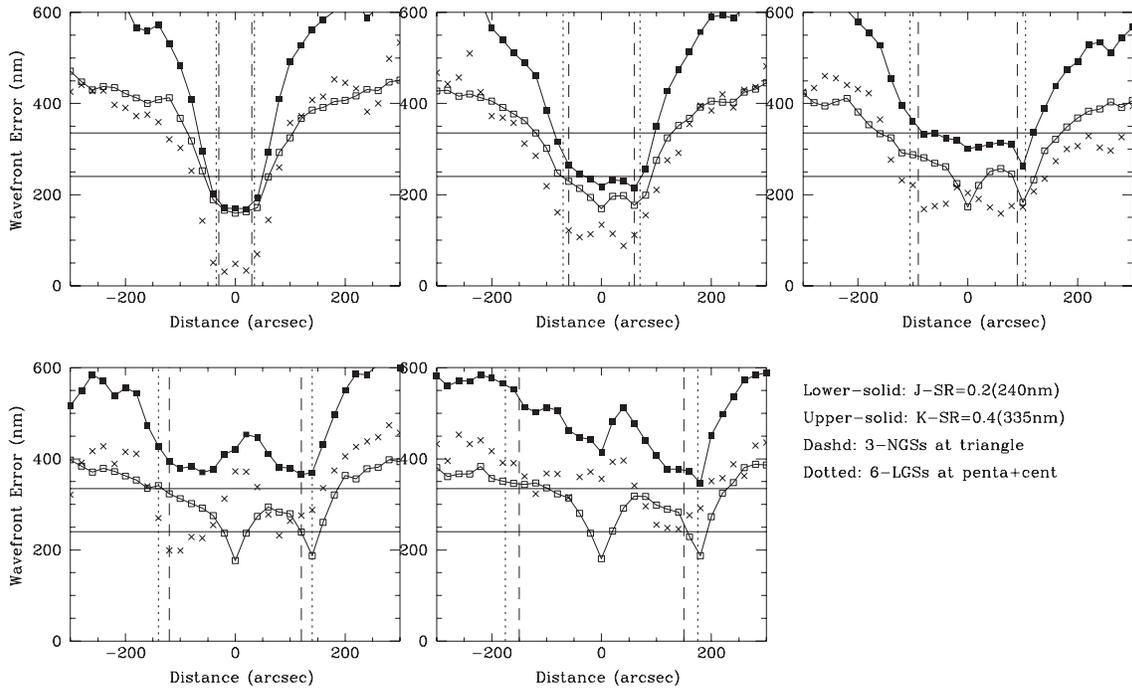


Figure 3.14: 波面誤差の結果。白四角は高次の波面誤差、バツ印は Tip-Tilt の波面誤差、黒四角はトータルの波面誤差。左上から右下に配置 (1) から (5) の場合の結果を示す。

ンシステントである。

自然ガイド星の数を稼ぐために出来るだけ暗い自然ガイド星を用いるためには Tip-Tilt 測定のための露出時間を長くすることが必要である。図 3.20 に時間差によって生じる Tip-Tilt の変動を星像の揺らぎの量として示している。これもシミュレーションのデータからプロットしたものである。星像の揺らぎを十分に小さく抑えるためには 30 ミリ秒程度の露出に抑えなくてはならないということがわかる。ただし、この結果はシミュレーションで用いる風速の値にも依存する。

自然ガイド星どうしの距離について $60''$ とする場合、星の面密度としては 1000 個/平方度程度であることが必要となる。銀極領域での星カウントの結果 (Yoshii et al. 1987; Infante 1994; Minezaki et al. 1998) を見ると、 $V = 24\text{mag}$, $J_{\text{vega}} = 21\text{mag}$, $K_{\text{vega}} = 20\text{mag}$ 程度の星を自然ガイド星として使えなければこの面密度に到達しないことがわかる。Tip-Tilt 成分の時間変動を考慮して露出時間の制限を 30 ミリ秒とすると、 $R_{\text{AB}} = 24\text{mag}$ の場合には 10 photons / 30ms / 8.2m 開口 / 3000Å 幅と計算される。このバンドでは空の成分が 76 photons / 8.2m 開口 / 3000Å 幅 / $0.5'' \times 0.5''$ 開口と期待されるので装置の効率などを考慮しない理想の場合でもすでに十分な SN を確保するには暗すぎるということがわかる。赤外線補償光学系の補正を効かせた星を自然ガイド星として低次の波面測定をする場合には $J_{\text{AB}} = 22.4\text{mag}$ は 24 photons / 30ms / 8.2m 開口 / 3000Å 幅となるが、空の成分は 1040 photons / 8.2m 開口 / 3000Å 幅 / $0.2'' \times 0.2''$ 開口であり、開口を絞っても近赤外での空の明るさのため、得られる SN 比は可視での波面測定の場合とそれほど変わらずやはり暗すぎる。複数のガイド星をターゲット領域の中で用意することは銀極領域ではかなり困難であることがわかる。

これらの結果は Gemini/GEMS においても直径 $2'$ の視野の中で $R = 18.5\text{mag}$ のガイド星が 3 個必要である、とされていることともコンシステントであり、やはり広い視野において高い補償性能を求める場合には複数個の Tip-Tilt ガイド星を用意しなくてはならない。Gemini/GEMS においては上の条件を満たす sky coverage を銀極付近で 10% としているが実際にはもっと低いことが予想される。

3.2.4 多天体補償光学系 (MOAO) シミュレーションのまとめ

6 個のレーザーガイド星を用いて GLAO よりも良い補償性能を求める場合、半径 $3'$ 程度のターゲット領域を補正するのが限界であり、それ以上に離れると GLAO に比べて大きなメリットはなくなる。この領域の中に散らばったターゲットについて良い補償を行うには Tip-Tilt ガイド星も複数個この領域の中になければ Tip-Tilt 成分を十分に補正することは出来ない。しかし、銀極方向の星のナンバーカウントを考えると複数個の星を確

保することは困難である。ただし Tip-Tilt 成分の波面誤差が大きくなると、PSF 中心のコアは広がるが、ハローに逃げる成分の強度は影響を受けないので、ある程度広い開口をとればエンスクエアエネルギーはそれほど変化しない。よって、0.24" 角程度の開口で観測するという解はありうる。

Bibliography

Infante, L. 1994, A&AS, 107, 413

Minezaki, T., Yoshii, Y., Cohen, M., Kobayashi, Y., & Peterson, B. A. 1998, AJ, 115, 229

Sandler, D. G., Stahl, S., Angel, J. R. P., Lloyd-Hart, M., & McCarthy, D. 1994, Journal of the Optical Society of America A, 11, 925

Yoshii, Y., Ishida, K., & Stobie, R. S. 1987, AJ, 93, 323

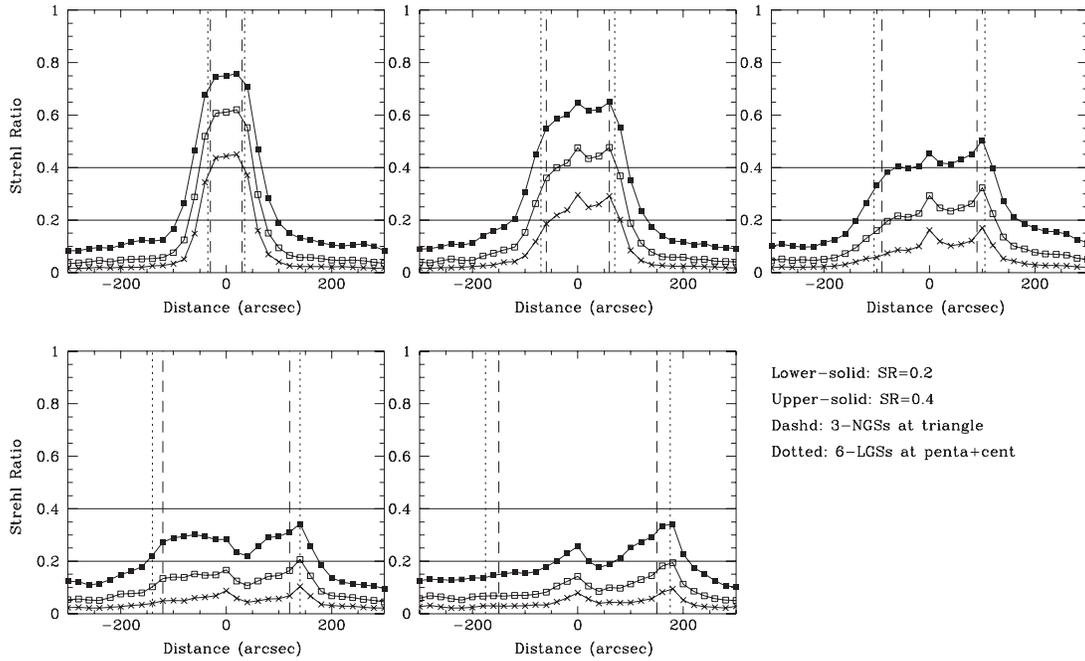


Figure 3.15: ストレル比の結果。バツ印は J バンド、白四角は H バンド、黒四角は K バンドのストレール比。

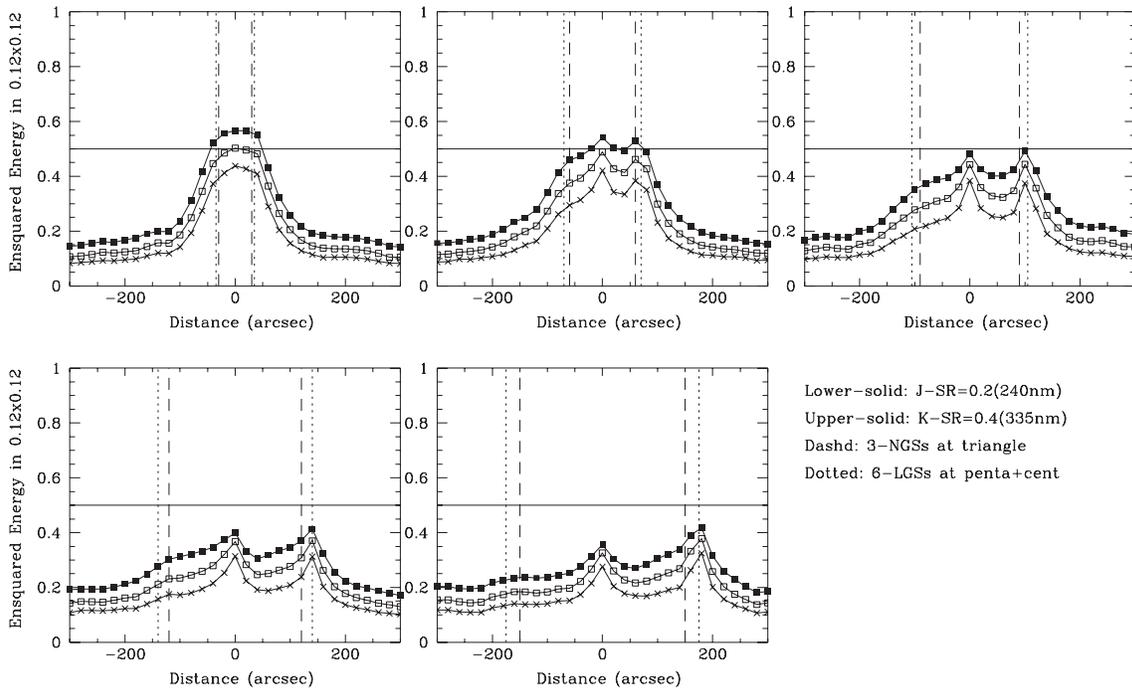


Figure 3.16: $0.12'' \times 0.12''$ の領域でのエンスクエアエネルギー。記号は図 3.15 と同じ。

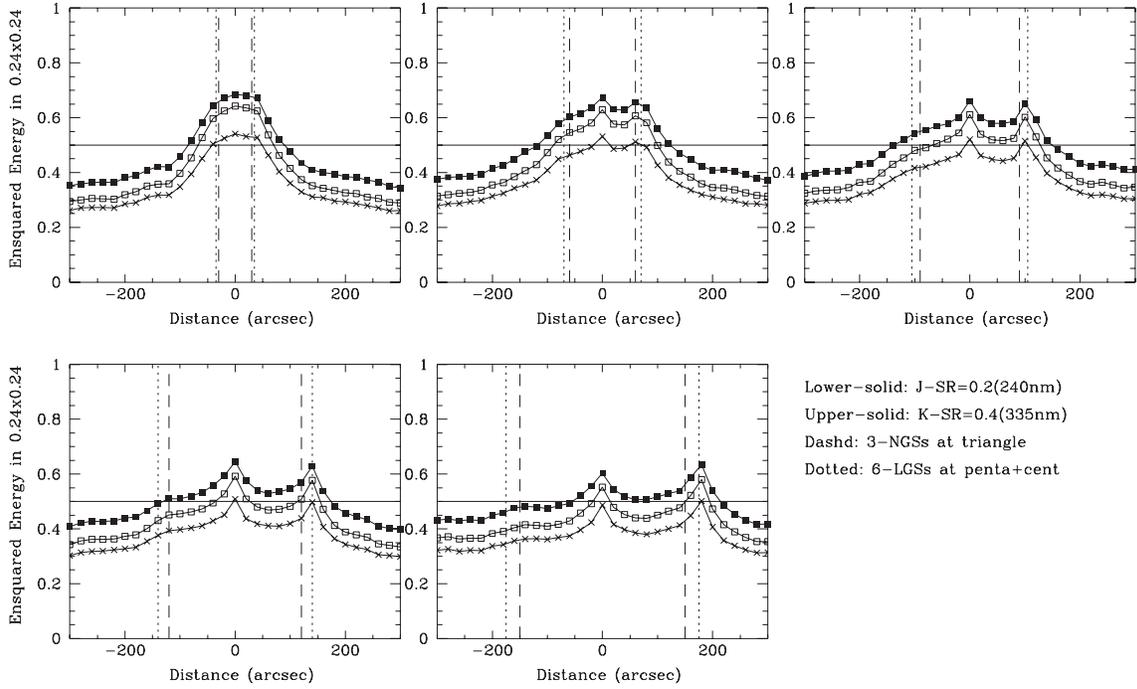


Figure 3.17: $0.24'' \times 0.24''$ の領域でのエンスクエアエネルギー。記号は図 3.15 と同じ。

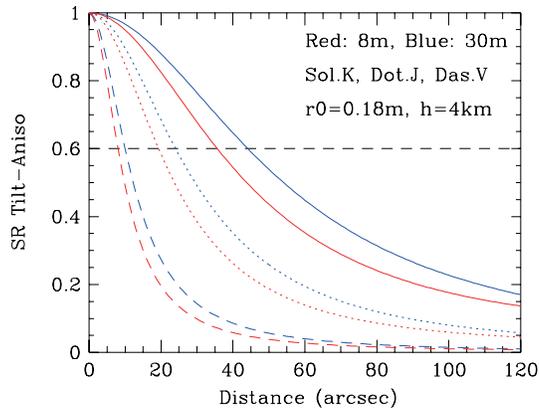


Figure 3.18: Tilt-Anisoplanatism によるストレル比の減少ファクター。赤線はすばるを想定した開口 8m の場合、青線は開口 30m の場合。破線は V バンド、点線は J バンド、実線は K バンドでの値。

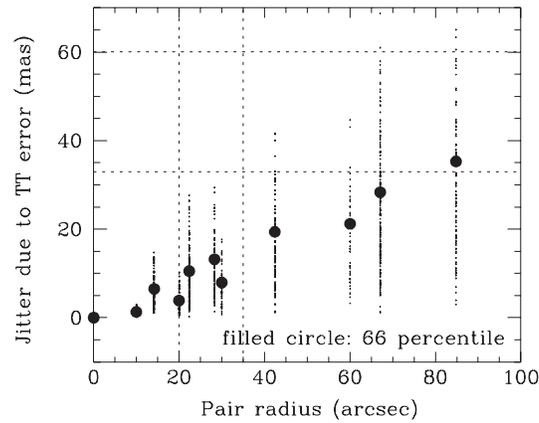


Figure 3.19: シミュレーションのデータを用いて Tilt-Anisoplanatism の影響について評価した結果。2 個のペアとなる Tip-Tilt ガイド星とその間に位置する参照星を用意し、2 個のペアの平均で求めた Tip-Tilt の値と参照星の Tip-Tilt の値の差で生じる星像の揺らぎを縦軸にとっている。

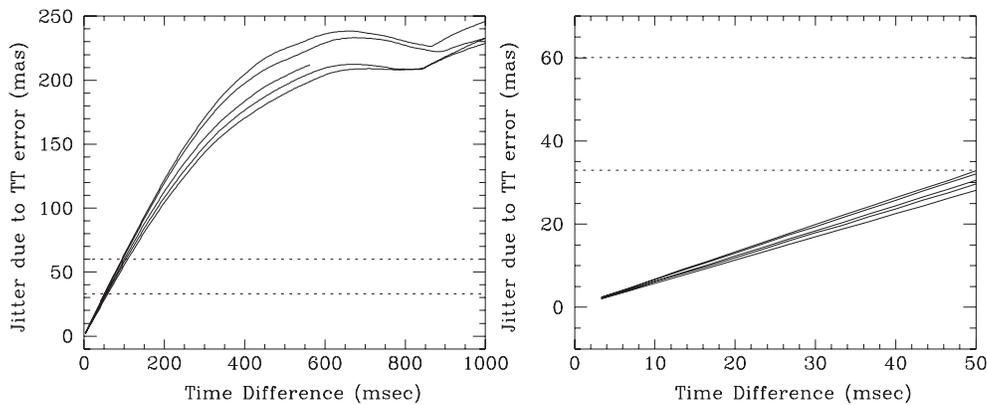


Figure 3.20: Tip-Tilt 成分の時間変動により生じる星像の揺らぎの量。時間が離れると全く相関のない領域を観測することになりすべての Tip-Tilt 成分が残差となるため、200mas 程度の揺らぎで飽和する。右側は左側の値の小さい領域を拡大したもの。

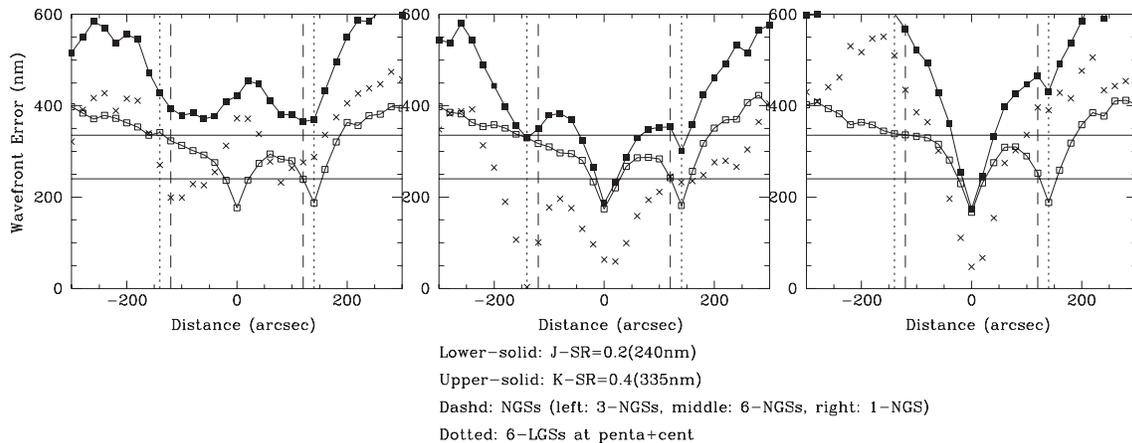


Figure 3.21: Tip-Tilt ガイド星の数の違いによる補償性能の違い。配置 (4) について Tip-Tilt ガイド星が 3 個、6 個、1 個。記号は図 3.15 と同じ。

3.3 GLAO による $z \sim 2$ 銀河の撮像シミュレーション

Yosuke Minowa¹, Ikuru Iwata¹

¹ Subaru Telescope, 650 North Aohoku Place, Hilo, HI 96720, USA

Abstract

GLAO を用いた近赤外線観測装置では、AO による天体検出感度の向上を 100 平方分角の広視野に渡り実現できる。そのため、これまで一部の明るい大質量星形成銀河に限られていた $z \sim 2$ の銀河の形態、力学構造、化学組成の研究を、暗い中小質量の一般的な銀河を GLAO により効率的に観測することで発展できると期待される。我々は、 $z \sim 2$ 銀河の撮像観測における GLAO の検出感度を検証するために、GLAO による近赤外線観測のシミュレーションを行った。その結果、平均的なシーイング条件下 (K バンドで $0''.4$) において、GLAO を用いる事で、 $z \sim 2$ の銀河の検出感度に対し、0.3–0.4 等級の向上が得られる事が分かった。また、GLAO による銀河形態パラメータの導出のシミュレーションを行った結果、銀河のサイズ測定に対して、シーイングでの観測と比べて、GLAO による観測で有意な精度向上があることが分かった。

3.3.1 イントロダクション

銀河進化の歴史の中で、 $z \sim 2$ 周辺では宇宙の星形成密度がピークになる (例えば Hopkins 2004) ことから、この時代に銀河進化が激しく進んだと考えられている。そのため、銀河進化の過程を解明する上で $z \sim 2$ の銀河の観測は非常に重要である。 $z \sim 2$ では、可視光、近赤外線のカラーにより、星形成銀河 (LBGs, BX/BM など) や、大質量銀河 (BzKs, DRGs など) が数多く検出されている。これらの銀河は、近傍の楕円銀河や渦巻き銀河のバルジなどへと進化する事がシミュレーションにより示唆されているが、その進化の過程はまだ明らかにされていない。近年、VLT/SINFONI などの近赤外線面分光装置を用いた観測により、 $z \sim 2$ の銀河の力学構造や、金属量の空間分布などが明らかにされ (Förster Schreiber et al. 2009; Cresci et al. 2010)、その結果から銀河進化の主要なモードとして、cold-flow と呼ばれる銀河間空間からのガスの流入が、銀河中心での星形成を継続的に引き起こすモデル (Dekel et al. 2009) が提唱されている。しかし、これらの観測は現状では $K_{AB} \sim 20$ の最も明るく、質量の大きい銀河について主に行われており、より一般的な $K_{AB} = 23 - 24$ の銀河での観測はまだ進んでいない。 $z \sim 2$ における銀河進化の研究を押し進めるには、広視野 AO 撮像分光装置により、より暗い銀河の高解像度の撮像、分光観測を効率的に行う事が重要である。そこで、我々はすばる望遠鏡における次世代補償光学システムとしては、100 平方分角以上の広い視野が得られる GLAO を提案する。図 3.22 に、GLAO で実現できる 100 平方分角の視野で期待される $z \sim 2$ 銀河の検出数を示す。星形成銀河における主要な輝線である $H\alpha$ 輝線が H バンド ($1.65\mu\text{m}$)、K バンド ($2.2\mu\text{m}$) に来る赤方偏移の範囲は、それぞれ $z = 1.3 - 1.7$ 、 $z = 2.1 - 2.6$ であるが、この範囲において $K_{AB} \sim 23$ の銀河は、GLAO の 1 視野でそれぞれ 100 個、80 個検出されると期待される。GLAO でこれらの銀河の撮像、分光が十分な S/N で行えるのであれば、これまでの $z \sim 2$ 銀河の観測ではほとんど行われていなかった、より一般的な $z \sim 2$ 銀河を効率的に観測できると考えられる。そこで、我々は GLAO による $z \sim 2$ 銀河の撮像における検出感度を見積もるべく、GLAO を用いた近赤外線撮像観測のシミュレーションを行った。

3.3.2 $z \sim 2$ 銀河の撮像シミュレーション

GLAO のシミュレーションの結果、GLAO を用いた K バンド ($2.2\mu\text{m}$) 観測では、良いシーイング条件 ($0''.35$) において、 $\phi = 10$ 平方分角に渡る広視野で半値幅で 0.15 秒角 (ストレール比 0.2) の均質な PSF が得られると期待される。また、悪いシーイング条件下 ($0''.56$) においても、GLAO 補正後は良いシーイング条件時と同程度の半値幅 $\sim 0''.3$ (ストレール比 0.04) の PSF が得られると期待される (Oya et al. this Proceedings)。我々は、これらの GLAO で期待される PSF を用いて、 $z \sim 2$ 銀河の近赤外線撮像、分光観測を再現するシミュレーションを行った。

シミュレーションは、CANDELS サーベイ (Koekemoer et al. 2011) において観測された GOODS-S 領域の HST/WFC3 の F160W バンドの画像を元に行った。CANDELS サーベイの領域は 120 平方分角であり、これは GLAO 装置として計画されている近赤外線撮像装置と同程度の視野である。この領域では、MUSYC サー

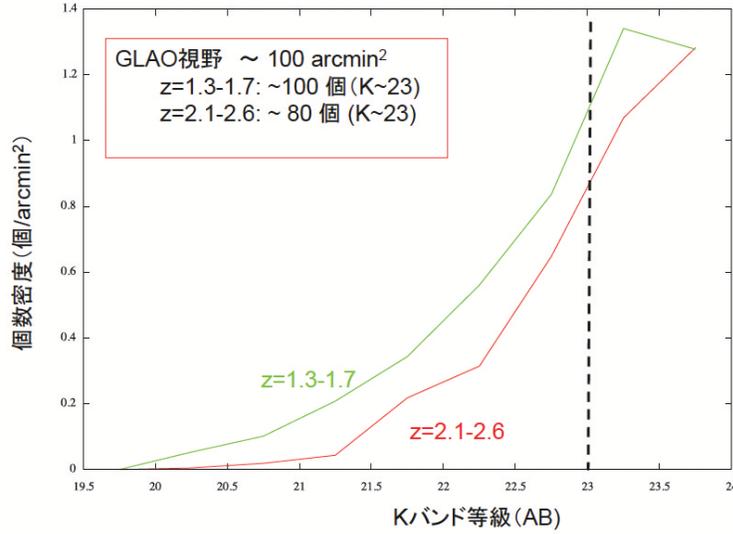


Figure 3.22: GLAO の視野 (約 100 平方分角) で期待される $z \sim 2$ 銀河の検出数。Kajisawa et al. (2011) による GOODS-N の近赤外線サーベイの結果から見積もった。

ベイ (Cardamone et al. 2010) により多色撮像カタログ、及び分光赤方偏移、測光赤方偏移のデータが提供されており、我々はこれらのデータを用いて、 $K_{AB} < 23.9$ の BzK 銀河を選択した。これらの BzK 銀河の内、40 個の star-forming BzK 銀河 ($z = 2.1 - 2.6$) については K バンドでの観測を、6 個の passive BzK 銀河 ($z = 1.3 - 1.7$) については H バンドでの観測を想定してシミュレーションを行った。

元となる WFC3 画像の解像度は半値幅で $0''.18$ 程度であり、これは GLAO で期待されるベストの解像度と比較すると若干悪い。そのため、我々は WFC3 で観測された銀河の光度プロファイルを Sersic プロファイル ($\Sigma(r) = \Sigma_0 \exp\{-b_n(r/r_e)^{1/n}\}$) でフィッティングする事で、PSF で convolve される前の銀河の形態モデルを作り (図 3.23)、このモデルに対し GLAO の PSF を用いて convolve することで、GLAO 観測画像のシミュレーションを行った。

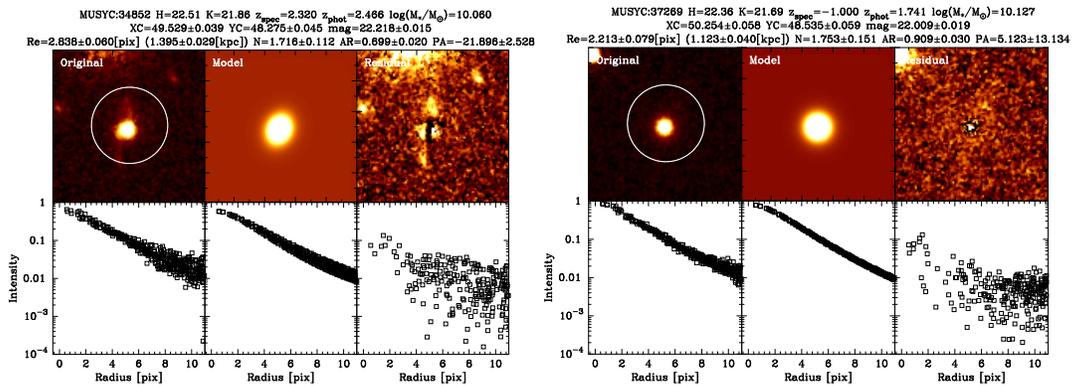


Figure 3.23: CANDELS サーベイにより撮られた $z=2.32$ の sBzK 銀河 (MUSYC34852, 左)、及び $z = 1.74$ の pBzK 銀河 (MUSYC37269, 右) の HST/WFC3 画像 (とその動径方向のプロファイル)、Sersic プロファイルフィットにより作ったモデル、及び元画像からモデルを差し引いた残差。

図 3.24 は、GLAO による sBzK、pBzK 銀河 (図 3.23 参照) の観測をシミュレーションした画像に対し、すばる望遠鏡における近赤外線撮像装置 (ここでは MOIRCS を想定) で 5 時間積分を行った場合に相当するノイズを加えた画像である。比較のために、回折限界 (ストレール比 1) の場合と、シーイング条件下の場合のシミュレーションも行った。また、GLAO による撮像観測での検出感度ゲインを見積もるために、ある半径の円形開口の中に含まれるフラックス (encircled energy)、及びその開口内での S/N を、円形開口の半径の関数として求めた。図 3.24 では、GLAO の視野中心、視野中心から Tip/Tilt ガイド星の方向に $2''.5$ 、 $5''.0$ 離れ

3.3. GLAO による $z \sim 2$ 銀河の撮像シミュレーション

た場所、また Tip/Tilt ガイド星が無い方向に 2'.5, 5'.0 離れた場所での銀河の画像を再現しているが、GLAO では視野内での PSF 形状の変化が少ないため、どの視野に置いても銀河の形態、及び encircled energy, S/N のシーイングに対するゲインがほとんど変わっていない。そのため、銀河形態や、weak lensing といった銀河の形状を精密に決める研究に対し、GLAO は有利であると言える。GLAO による K バンド（または H バンド）撮像観測による天体検出感度のゲインを、シーイング観測に対する S/N の向上から求めた結果、図 3.24 の sBzK、pBzK 銀河ともに $\phi = 10$ 分角の視野全面に渡り約 0.3 等級の天体検出感度ゲインがあった。

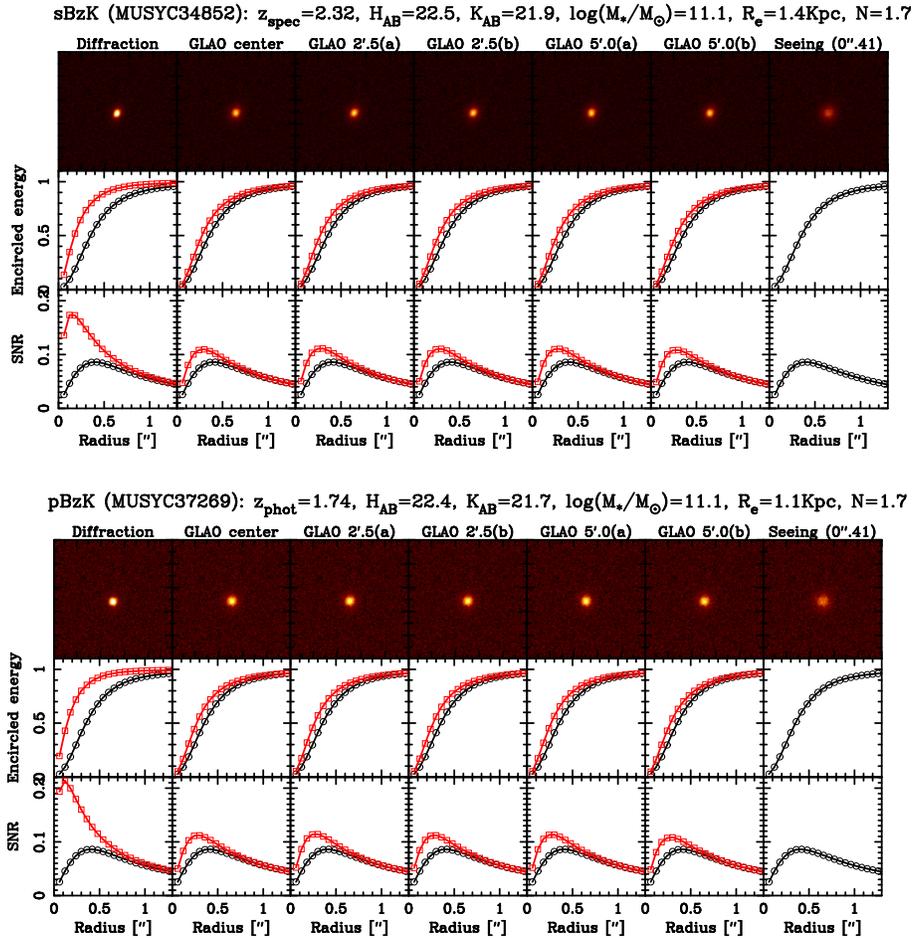


Figure 3.24: GLAO の視野中心、視野中心から Tip/Tilt ガイド星の方向に 2'.5, 5'.0 離れた場所、また Tip/Tilt ガイド星が無い方向に 2'.5, 5'.0 離れた場所での $z = 2.32$ の sBzK 銀河の K バンド画像（上）、及び $z = 1.74$ の pBzK 銀河の H バンド画像。GLAO の性能は、平均的なシーイング条件 (0".44) でのものを仮定している。比較のために、回折限界 PSF の場合とシーイング (AO 無し) の場合の画像も両端に載せている。各画像に対し、ある半径の円形開口の中に含まれるフラックス (encircled energy) と、その開口の中での S/N もプロットし (赤)、シーイングの場合 (黒) と比較している。

図 3.25 は、GLAO による sBzK 銀河の K バンド撮像、及び pBzK 銀河の H バンド撮像について、銀河のサイズ（有効半径）による検出感度のゲインの違いを表した図である。有効半径が 3 Kpc より小さい場合は 0.3-0.4 等のゲインがあるが、3Kpc より大きい銀河に対しては有意な感度ゲインは得られていない。コンパクトで重い pBzK 銀河の様な銀河に対しては、有効半径は 3 Kpc より小さいものがほとんどであるため (Cassata et al. 2010)、GLAO 観測による約 0.3 等の感度ゲインが得られると考えられるが、sBzK 銀河の様な星形成銀河に対しては、星質量が $10^{10}M_\odot$ を超えるような大質量銀河の場合には、有効半径が 3 Kpc を超える銀河が多数であるため (Yuma et al. 2011)、GLAO による感度ゲインはあまり期待できない。しかし、GLAO による $z \sim 2$ 銀河の観測でターゲットとしている暗い中小質量銀河の場合、大質量星に比べてサイズが小さいと期待されるため、GLAO 観測による約 0.3 等のゲインが得られると考えられる。

現行のすばる AO システムである AO188 での感度のゲインは、 $\phi = 1$ 分角の視野に対し K バンドで約 1.0

等級であるため、感度の面では AO188 に比べて GLAO の方が劣る。しかし、サーベイ効率を (視野) / (K バンドで同感度に到達するのに必要な積分時間) と定義して比較した場合、AO188 に比べて約 20 倍の効率である。また、 7.5×7.5 の視野を持つ現行の近赤外線広視野撮像装置である VLT/HAWK-I (AO モード無し) と比較してみても、約 2.5 倍の効率を持つ。

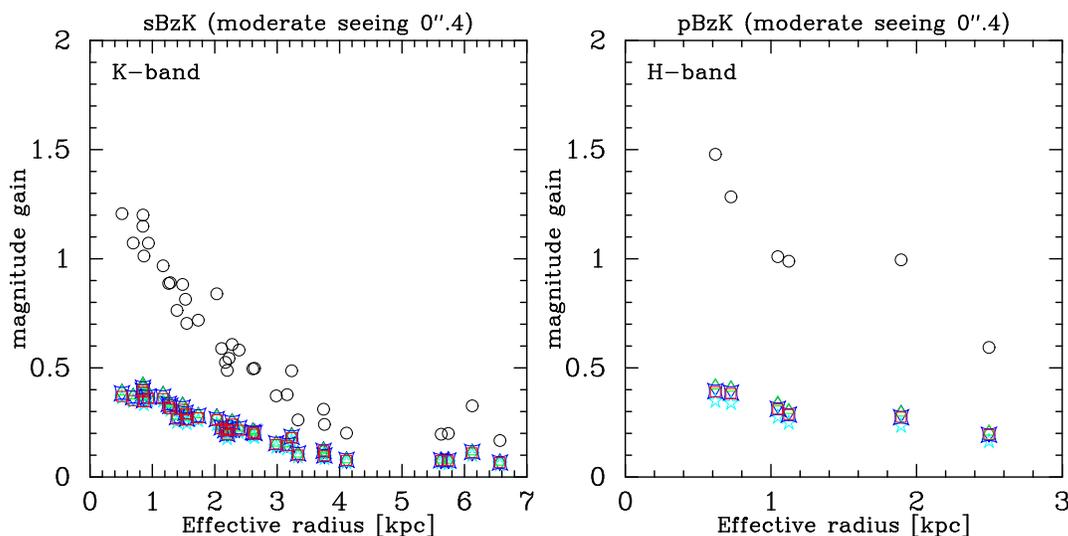


Figure 3.25: sBzK 銀河の K バンド撮像、及び pBzK 銀河の H バンド撮像における GLAO 観測による限界等級の向上と、銀河の有効半径の関係。GLAO の $\phi = 10$ 分角の視野内で図 3.24 に示した 5 点において、限界等級のゲインを示している (図中の色付きの点)。比較のために、回折限界の場合のゲインも示している。

3.3.3 GLAO による $z \sim 2$ 銀河形態研究の可能性

我々は GLAO による撮像データを用いた $z \sim 2$ 銀河形態の研究の可能性を検証するべく、シミュレーションにより作成した 3 つのシーイング条件での GLAO による $z \sim 2$ の sBzK 銀河の撮像データに対し、Sersic プロファイルによる光度プロファイルのフィッティングを行い、銀河形態のパラメータ (Sersic index n 、有効半径 r_e) を求め、元となる HST/WFC3 の画像から求めた形態パラメータとの比較を行った。図 3.26 は 3 つのシーイング条件下で GLAO を使った撮像データ、及び参考のために行った回折限界画像に対して行った形態パラメータフィット結果の比較である。銀河形態パラメータのうち、Sersic index については回折限界画像ではうまく再現できているのに対し、GLAO を用いた画像ではどのシーイング条件下においても再現はできていない。有効半径については、シーイング条件が良い場合には回折限界画像と同様にうまく再現ができていた。また、シーイング条件が悪い場合には、GLAO を用いない観測では元々の値からのずれが大きくなっているが、GLAO を使う事でパラメータの再現ができるようになっている。この結果から、GLAO を用いた $z \sim 2$ 銀河の観測データでは、銀河の形態分類に用いられる Sersic index の評価は難しいが、銀河のサイズ測定に対してはシーイングと比べて有利であると考えられる。 $z \sim 2$ 銀河のサイズ測定を、これまでの明るい大質量銀河だけではなく、GLAO を用いる事で暗い中小質量銀河に対して行う事で、銀河のサイズ進化が、星質量 (またはその銀河を含むハロー質量) によってどう影響されるかを解明できると考えられる。

3.3.4 AO および観測装置の仕様

| 必要な AO および観測装置の仕様のまとめ | | | | | | |
|-----------------------|-----------|-------|-----------------------|-------|--------------------------|--------------------|
| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
| GLAO | 近赤外広視野カメラ | 撮像 | 0.9–2.5 μm | – | >100 arcmin ² | 0.1–0.2 arcsec (K) |

Bibliography

Cardamone, C. N., et al. 2010, ApJS, 189, 270

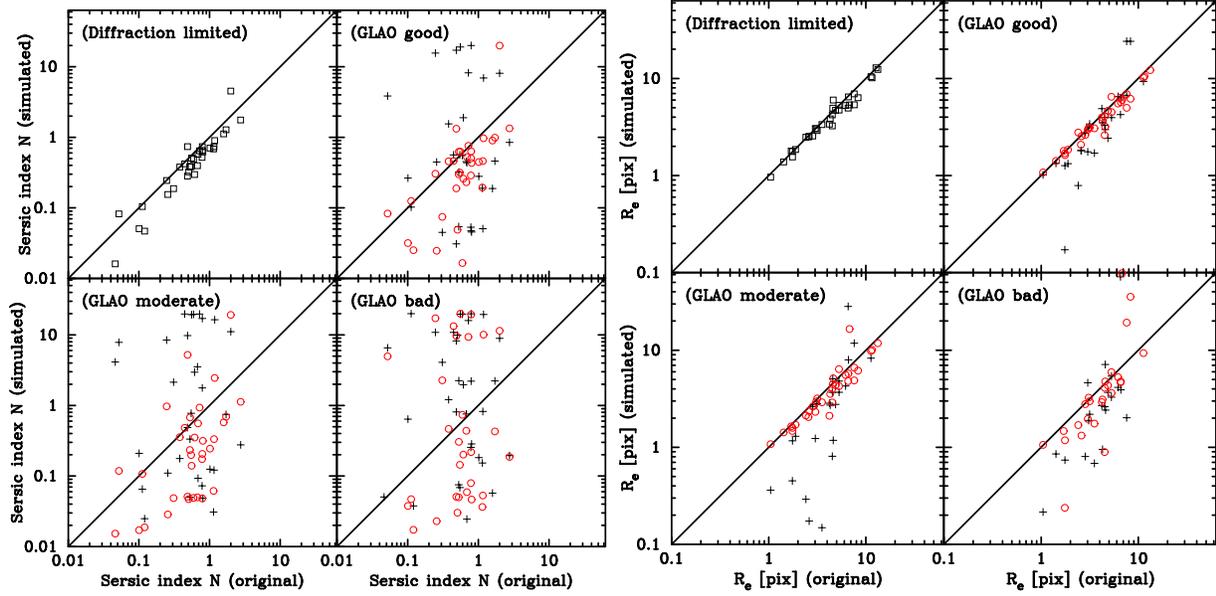


Figure 3.26: $z \sim 2$ の星形成銀河 (sBzKs) の GLAO による K バンド撮像データに対し行った銀河プロフィールフィットの結果。銀河の形態パラメータのうち、Sersic index (N) と有効半径 (R_e) について、good($0''.35$), moderate($0''.44$), bad($0''.56$) の3つのシーイング条件下での GLAO シミュレーション画像から求めた値 (縦軸) と、シミュレーションの元となる HST/WFC3 の画像から求めた値 (横軸) を比較している。赤丸は GLAO を用いた場合の比較、黒十字は GLAO を用いないシーイングの場合の比較を表している。参考データとして回折限界の場合のパラメータの比較も示している。

Cassata, P., et al. 2010, ApJ, 714, L79

Cresci, G., Mannucci, F., Maiolino, R., Marconi, A., Gnerucci, A., & Magrini, L. 2010, Nature, 467, 811

Dekel, A., et al. 2009, Nature, 457, 451

Förster Schreiber, N. M., et al. 2009, ApJ, 706, 1364

Hopkins, A. M. 2004, ApJ, 615, 209

Kajisawa, M., et al. 2011, PASJ, 63, 379

Koekemoer, A. M., et al. 2011, ApJS, 197, 36

Yuma, S., Ohta, K., Yabe, K., Kajisawa, M., & Ichikawa, T. 2011, ApJ, 736, 92

3.4 遠方銀河の分光観測シミュレーション

Ikuru Iwata¹, Yosuke Minowa¹, Shin Oya¹, Masayuki Akiyama², Subaru
Next-Gen AO Working Group

¹ Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan, 650 North Aohoku
Place, Hilo, HI 96720, USA

² Astronomical Institute, Tohoku University, 3-6 Aramaki, Aoba-ku, Sendai, Japan

3.4.1 イントロダクション

GLAOの特長である、広い視野にわたるシーイングの改善の恩恵を大きく受けることのできるサイエンスケースの一つとしては、遠方銀河の近赤外線観測が挙げられる。

ここでは、特に $z \sim 1-2$ の銀河の分光観測の場合に、従来のナチュラルシーイング条件での観測と比べて、GLAOと新装置を用いた観測でどのような新展開が期待できるかを検討する。

また、すばる次世代 AO でのサイエンスケースの検討にあたっては、それが実現すると期待される 2010 年代末以降において、他の facility と比べてどのような点が特長となりうるか、すなわち すばる次世代 AO のユニークな点はどのような部分であることを明らかにすることが大変重要である。この観点から、まずすばる望遠鏡+GLAO での期待される感度を検討する。次に、次世代 AO での観測では、空間解像力の向上を活かして、銀河の内部を分解し各部分ごとの分光データを得ることができると期待されるので、多天体面分光装置が実現できた場合にどのような機能を達成できるか、その性能で銀河の物理的な性質をどれくらい明らかにできるかを、シミュレーションを実施して検討する。

3.4.2 感度の推定

Fig. 3.27 に背景光のスペクトル分布を示した。近赤外線領域のうち $2.3\mu\text{m}$ よりも短波長では地球大気夜光が卓越しており、長波長側では望遠鏡等の熱的放射が支配的となっていることが分かる。GLAO を用いた観測によって、像サイズを小さくすることでシーイング条件下での観測に比べ一定の感度向上は期待できるが、広帯域フィルタでの撮像観測では、地上からの観測においてこの背景光の影響を免れることはほぼ不可能であるため、特にスペースからの観測に比べると 1 天体あたりの感度が低いことは認識しておく必要がある。

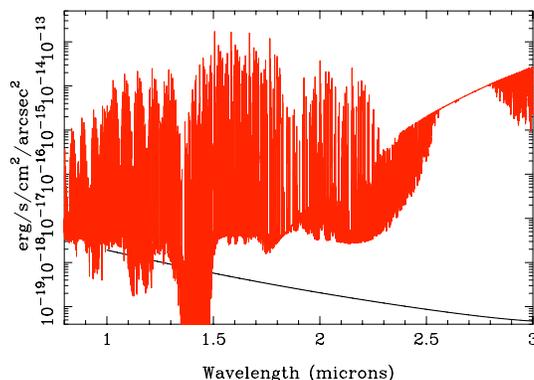


Figure 3.27: 感度計算やシミュレーションにおいて用いた背景光のスペクトル分布。赤い実線が地上望遠鏡からの観測の場合に用いる、地球大気夜光を含んだスペクトル、黒い実線が宇宙望遠鏡からの観測の場合に用いる、黄極付近での黄道光 (散乱光および熱放射) のスペクトル。

Fig. 3.28 は分光観測での連続光に対する感度を示している。

3.4. 遠方銀河の分光観測シミュレーション

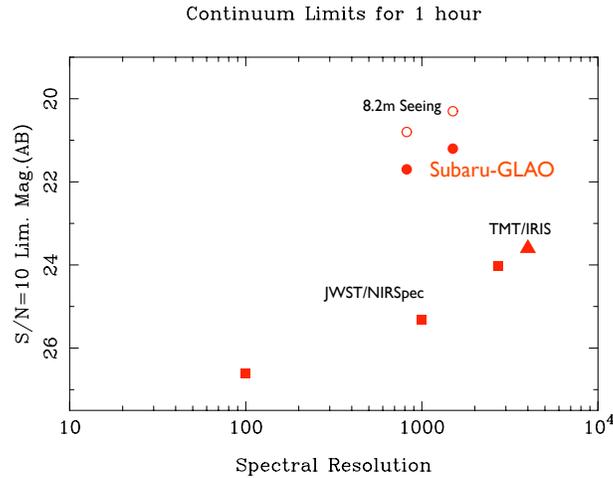


Figure 3.28: K -band 付近での連続光検出感度と波長分解能をすばる望遠鏡 (8.2m)、TMT/IRIS、JWST/NIRSpec について比較した結果。

Fig. 3.29 は分光観測での輝線に対する感度を示している。
 (** TBW: 連続光感度のチェック、輝線との差異、観測戦略について言及 **)

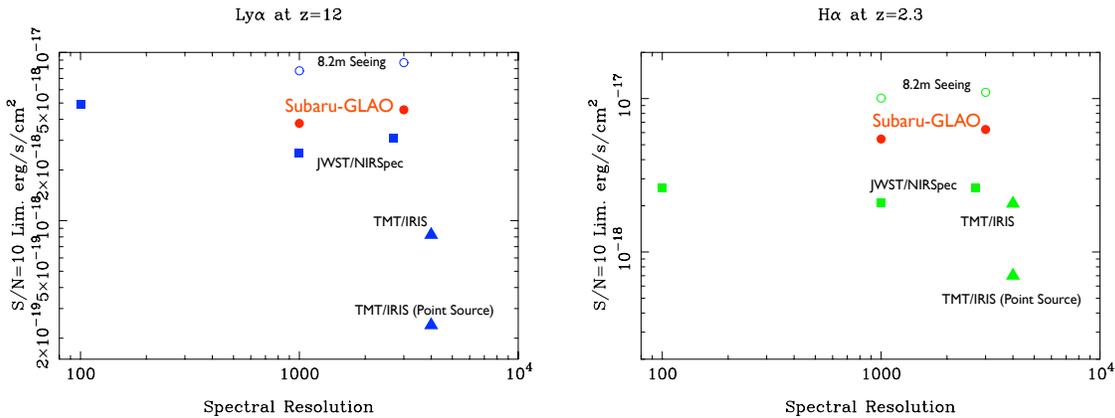


Figure 3.29: 輝線分光感度と波長分解能の比較。(左) $z = 12$ の $\text{Ly}\alpha$ ($1.58\mu\text{m}$ 付近) に対する感度。(右) $z = 2.3$ の $\text{H}\alpha$ ($2.17\mu\text{m}$ 付近) に対する感度。

3.4.3 シミュレーション用サンプル銀河

面分光観測のシミュレーションの対象銀河を選出するにあたり、MUSYC サーベイ (Quadri et al. 2007) の成果を利用した。MUSYC サーベイは、4つの天域での多波長撮像観測およびフォローアップ分光観測によって銀河進化を研究するプロジェクトである。本検討ではその中から、すばる望遠鏡 Suprime-Cam での Medium-band Imaging のデータも含めた Extended Chandra Deep Field-South (ECDF-S) の多波長測光+photo- z カタログ (Cardamone et al. 2010) を用いた。CDF-S では VLT などによる extensive な分光フォローアップも行われており、多くの遠方銀河の赤方偏移が測定されている。今回の検討のためには、分光観測で決定された赤方偏移が $1.3 < z < 1.7$, $2.1 < z < 2.6$ の範囲にある銀河を選出した。この二つの赤方偏移は、 J , H , K -band という近赤外線波長域の地球大気の窓に $[\text{O II}]$, $\text{H}\beta$, $[\text{O III}]$, $\text{H}\alpha$ といった静止系可視域の明るい輝線が入ってくる、特に星形成銀河の観測をする上で有利と考えられる赤方偏移範囲である。ここでは、 BzK color selection (Daddi et al. 2004) と呼ばれる、広帯域フィルタによる撮像観測で $z \sim 2$ 付近の銀河を、ダストによる減光の影響を比較的受けずに選択できる手法で選ばれる星形成銀河 ($sBzK$) および星形成を観測時点であまり行っておらず静的な進化段階にあると考えられる銀河 ($pBzK$) で、MUSYC カタログ上で K -band の明るさが $1\mu\text{Jy}$ よりも明

るいもの(近赤外線での観測で有意なシグナルを受けるためにある程度明るい銀河である必要がある)を選ぶ。また、銀河の輝度プロファイルを知るために、CANDELS(Grogin et al. 2011; Koekemoer et al. 2011)によるHST WFC3/IRのGOODS-S Deep Field (release v0.5)のF160Wフィルタを用いた画像データが入手できるものを選んだ。これらの条件を満たす銀河の数は、

- $sBzK$, $1.3 < z_{sp} < 1.7$: 29 天体
- $sBzK$, $2.1 < z_{sp} < 2.6$: 38 天体
- $pBzK$, $1.3 < z_{sp} < 1.7$: 1 天体

であった。 $pBzK$ はもともと数密度が低いため、サンプル数が少なくなってしまう。Photo- z で > 1.4 の $pBzK$ を含めても $\geq 1\mu\text{Jy}$ の天体は6個であった。

Fig. 3.30 に選択された銀河の例を示す。 $sBzK(1)$ は $z = 2.32$, $sBzK(2)$ は $z = 2.53$, $pBzK$ は $z_{photo} = 1.51$ の銀河で、カタログでの K -band 等級は 21.86, 22.75, 22.75 AB 等級である。

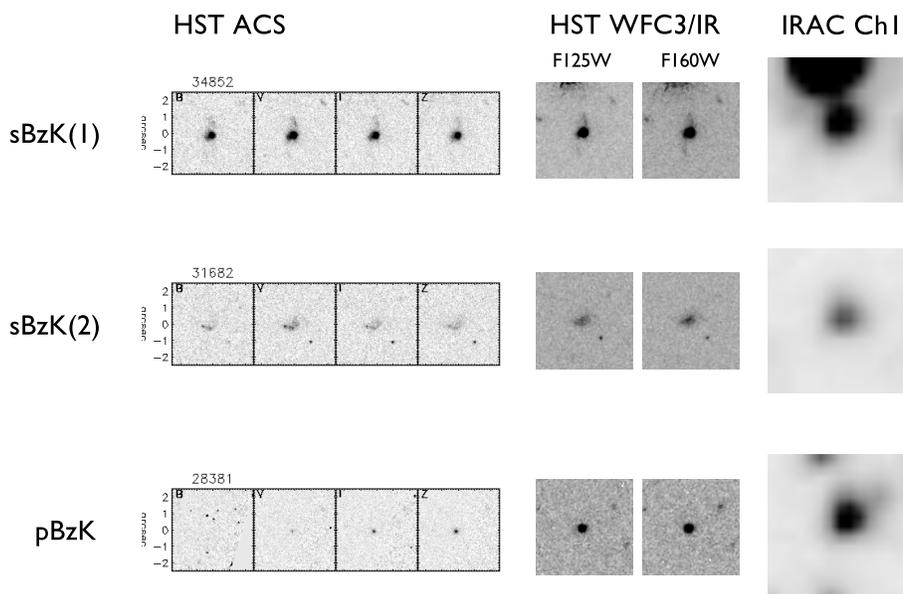


Figure 3.30: 選択された $z \sim 2$ の銀河の多波長撮像データの例。画像のサイズは、ACS 画像は $5''$ 、WFC/IR 画像は $6''$ 、Spitzer IRAC 画像は $9''$ 。

3.4.4 シミュレーションのセットアップ

入力画像、スペクトル分布

シミュレーションに入力する天体の輝度プロファイルは、撮像観測のシミュレーションのために作成されたものである。すなわち、HST WFC3/IRの画像を GALFIT でフィッティングして形態情報を抽出して作られた画像に AO シミュレーションで得られた PSF をかけて、(1) Diffraction Limited の場合 (2) GLAO での観測の場合 (3) Natural Seeing での観測の場合の画像を作成し、輝度プロファイルとして入力した。AO シミュレーションの PSF はシーイング条件として “moderate” (発生確率 50%) の時のものを使用した (詳しくは Section **を参照のこと)。

スペクトル分布 (SED) については、星形成銀河については星種族合成プログラム PEGASE(Fioc & Rocca-Volmerange 1997) version 2 を用いて作成した。IMF は Salpeter(Salpeter 1955), 連続的星形成史, 年齢 63Myr の条件での SED を作成して、Calzetti et al. (2000) のダスト減光則を適用し、赤方偏移させた。Passive 銀河については Maraston (2005) のモデル中の SSP 1Gyr の SED を使用した。Fig. 3.31 に $z = 2.32$ の星形成銀河、 $z = 1.51$ の Passive 銀河の observed frame での SED を示す。

3.4. 遠方銀河の分光観測シミュレーション

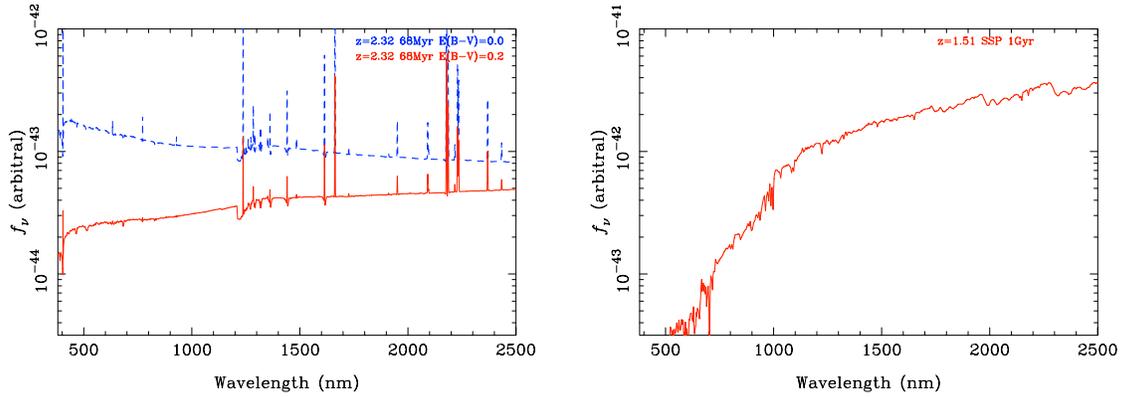


Figure 3.31: 仮定した銀河のスペクトル分布 (SED)。(左) $z = 2.3$ の星形成銀河。破線はダスト減光なし、実線は $E(B - V) = 0.2$ のダスト減光を受けた SED。(右) $z = 1.5$ の Passive 銀河。

| | |
|----------|---|
| 検出器 QE | H2RG 2.5 μ m cutoff と同等 |
| 空間サンプリング | 0.12'' (default 値) |
| 波長分解能 | 7.55 \AA (R \sim 2500 @ 2.5 μ m) |
| 暗電流 | 0.1 e $^-$ /sec |
| 読出しノイズ | 10 e $^-$ /pix |

Table 3.7: シミュレーションで用いた観測装置の default 設定

観測装置・観測条件の設定

Table 3.7 にシミュレーションで使用した観測装置セットアップの基本的な情報を示した。このほか装置光学系のスループットは 59% (5つの光学コンポーネントがありそれぞれ透過率 90%と仮定)、望遠鏡主鏡、副鏡のスループットも 90%とし、分散素子のスループットは MOIRCS HK500 グリズムのものをを用いた。Fig. 3.28 に装置、Teledyne H2RG、グリズムのスループットと地球大気の透過率を示す。

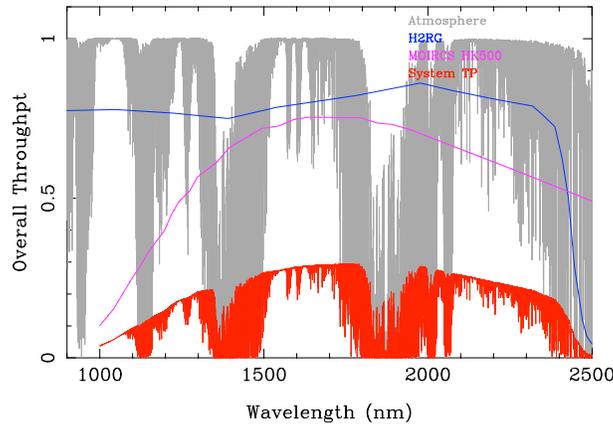


Figure 3.32: シミュレーションに用いた装置スループットと地球大気の透過率

3.4.5 シミュレーションの結果 (1) 銀河内のガスの運動

Fig. 3.33 には輝度プロファイルおよび観測シミュレーションで得られた S/N を示す。最も左が GALFIT で得たモデルプロファイルで、それに PSF をかけたのが次の 3つの画像で、左から diffraction limited の場合、GLAO の場合、Natural Seeing の場合のプロファイルとなっている。sBzK については、これを 1200 秒積分 \times 9 回 (=3 時間) の on-source 積分時間で観測した場合の H α 輝線の S/N も示してある。

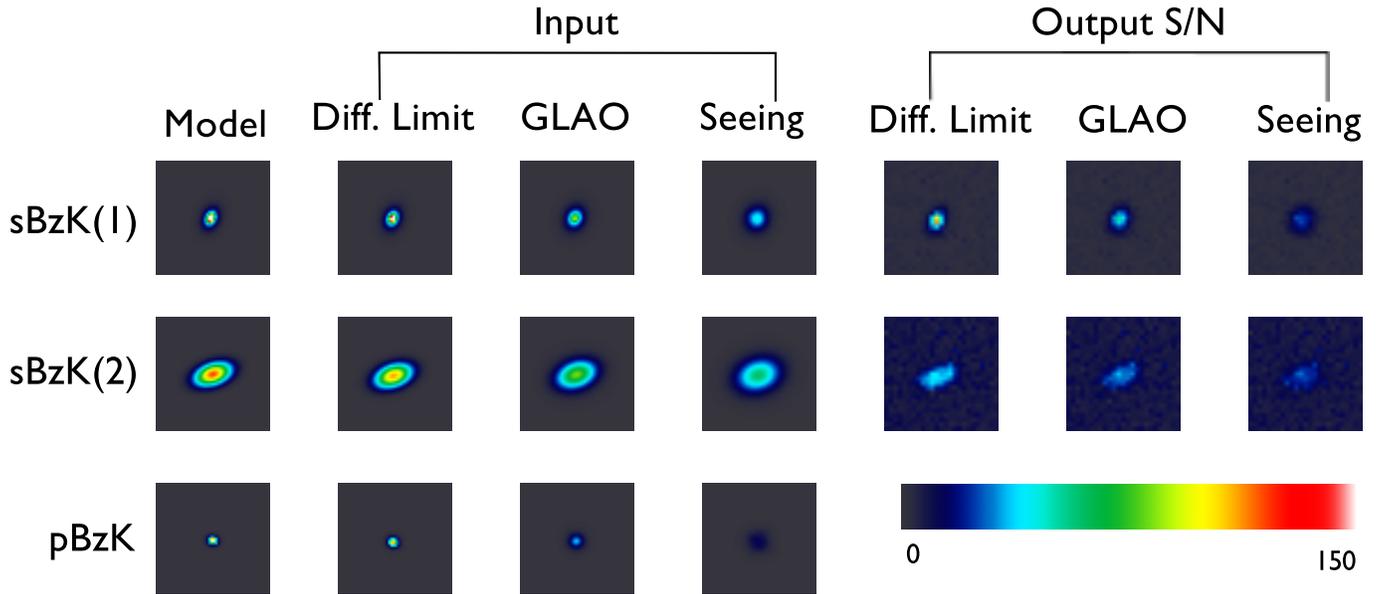


Figure 3.33: モデルおよびシミュレーションに入力した輝度プロファイルと3時間積分でのH α 輝線のS/N(*sBzK*のみ)。詳しくは本文を参照のこと。

Fig. 3.34には銀河*sBzK*(1)の場合のH α 輝線による銀河内のガス運動の観測結果を示す。モデルとしては、銀河回転はピーク ± 200 km/s、速度分散はピーク100 km/sでFig. 3.34にあるようなモデルを作成し、輝度プロファイルにあわせて信号強度を変え、観測に起因するノイズを考慮して出力された3次元データキューブから、H α 輝線を抽出し、輝線の中心波長とFWHMから観測された回転運動と速度分散を求めた。Fig. 3.35は同様に*sBzK*(2)の場合で、銀河回転は ± 132 km/sとして入力した。

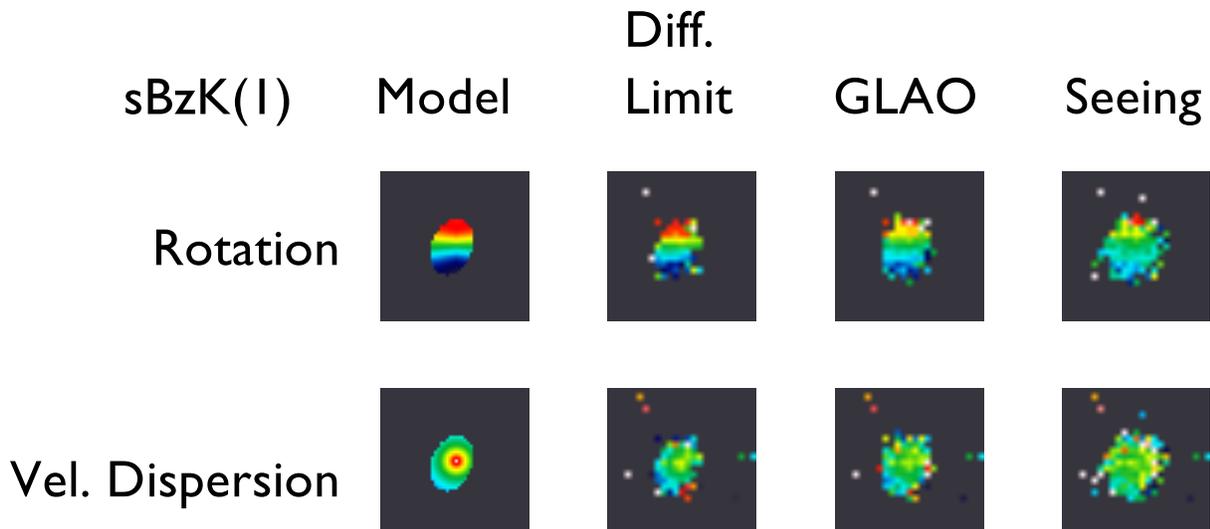


Figure 3.34: *sBzK*(1) ($K=21.86, z=2.32$)のH α 輝線による内部ガス運動の観測シミュレーション。最も左は入力した運動モデル(回転運動と速度分散)、ほかはそれぞれ diffraction limited, GLAO, Natural seeingの条件下での観測結果。

Fig. 3.36では、*sBzK*(1)(2)について、モデルとして入力した回転曲線と、観測シミュレーションによって得られたデータからH α 輝線を用いて求めた回転曲線とを比較した。いずれの場合も、回折限界での観測では、入力されたモデルに近い回転曲線が得られており、一方 Natural seeing ではかなりなまされた曲線になっ

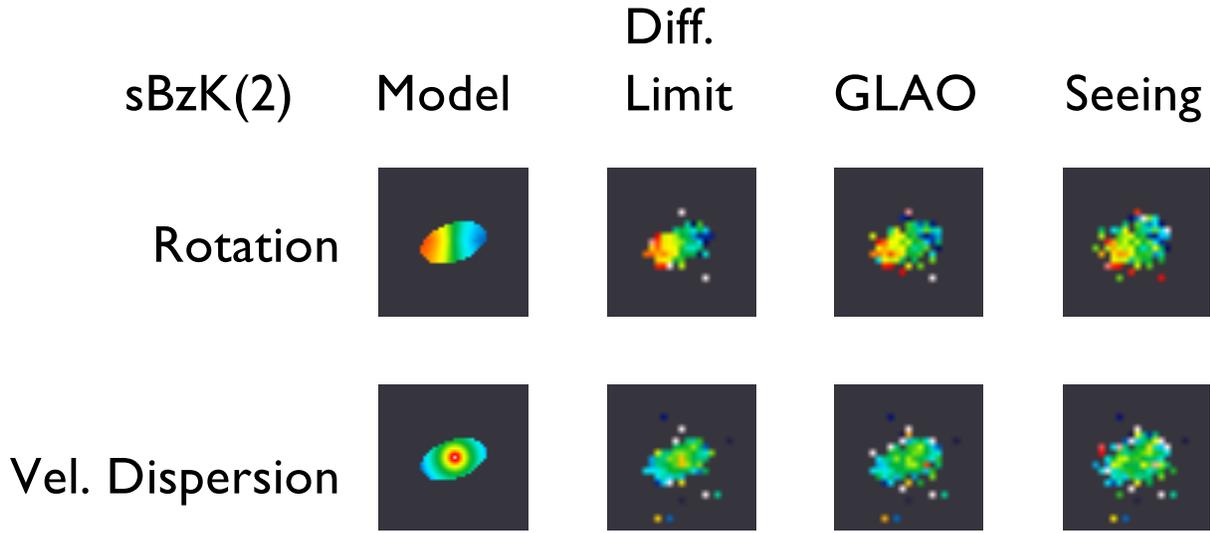


Figure 3.35: Fig. 3.34 と同様だが、 $sBzK(2)$ ($K=22.75$, $z = 2.53$) の場合。

ている。GLAOでの観測は、回折限界に比べるとスロープが緩くなっているが、Natural seeing に比べ実際の銀河の回転曲線を比較的良く反映している。特に中心集中度の高い $sBzK(1)$ の場合は、Natural seeing では中心部分の構造が見えなくなっているのに対し GLAO ではある程度中心部も分解して速度構造を調べることができていることが分かる。

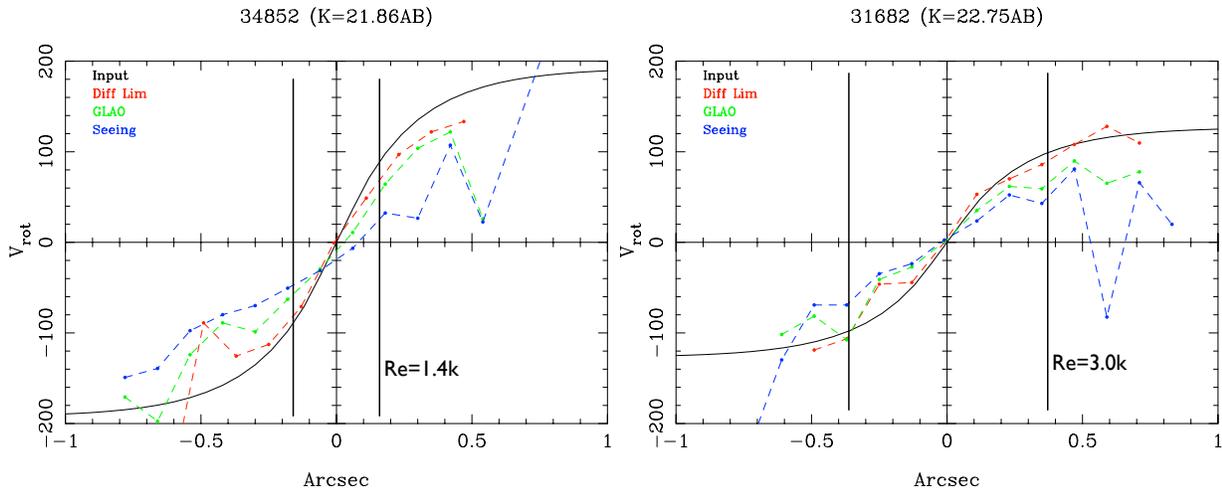


Figure 3.36: $sBzK(1)$ (2) の $H\alpha$ 輝線で得られた rotation curve。モデルの曲線 (黒実線) に対し、回折限界 (赤破線)、GLAO (緑破線)、Natural seeing (青破線) での観測で得られたデータから求めた回線曲線を示している。鉛直の実線は GALFIT で得られた R_e を示す。

3.4.6 シミュレーションの結果 (2) Passive 銀河の分光

$z \sim 2$ の Passive 銀河が現在の宇宙での楕円銀河と比べてどのような性質の違いを持っているのかを知ることは、銀河の形態進化を理解する上で重要な意味をもつ。 $z \sim 2$ Passive 銀河の中には星形成銀河や現在の楕円銀河と比べても中心集中度が高くコンパクトな輝度プロファイルを持つものがあることが知られているが、観測的には Passive 銀河はガスからの輝線放射がないため、Stellar population からの連続光と吸収線を測定することになるため、星形成銀河について輝線からガスの運動状態や金属量を測定する観測に比べるとより高い感度を必要とする。

Fig.3.33 には Diffraction limited, GLAO, Natural seeing の場合の PSF をかけた $z \sim 1.51$ の Passive 銀河の輝度プロファイルを示す。Natural seeing ではプロファイルが大幅になまされて表面輝度が低くなっていることが分かる。

Fig.3.37 に $K_{AB} = 22.75$ の明るさを持つ $z_{\text{photo}} = 1.51$ の Passive 銀河を long-slit 分光した場合のスペクトルを、Fig. 3.38 に達成される S/N を示した。Natural seeing での場合と比べると、GLAO では 1.5 倍程度の S/N の向上が達成されることが見て取れる。

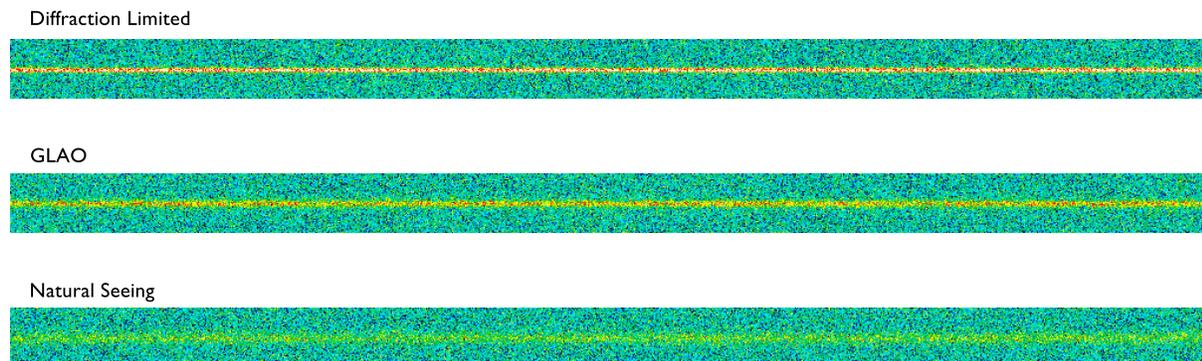


Figure 3.37: $K = 22.75$, $z_{\text{photo}} = 1.51$ の Passive 銀河を 3 時間オンソース積分した時のスペクトルの一部。背景光は差し引いた残差を表示している。

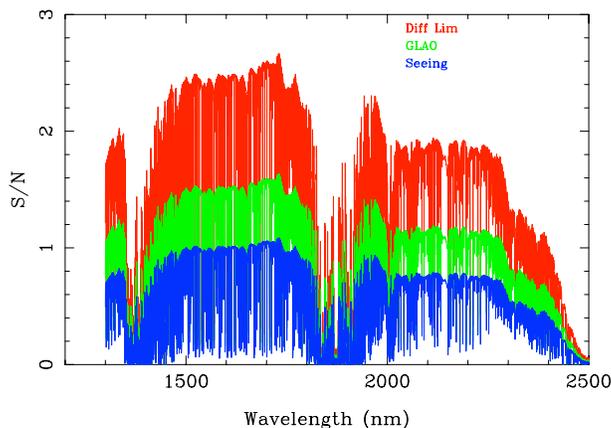


Figure 3.38: $K = 22.75$, $z_{\text{photo}} = 1.51$ の Passive 銀河を 3 時間オンソース積分した時の S/N

3.4.7 シミュレーションの結果 (3) 遠方銀河中心の巨大ブラックホールの検出

銀河と銀河中心の巨大ブラックホールとの共進化という観点から、星形成銀河においてその中心核の活動性を正しく測定することは非常に重要である。活動中心核 (AGN) 周辺的气体と星形成領域のガスから放射されるスペクトルはその物理状態の違いを反映して異なる輝線比を示すので、輝線診断から銀河の放射のうち AGN、星形成それぞれの寄与を定量的に区別することが可能と考えられるが、特に遠方銀河の場合シーイングにより像がぼけてしまうと、AGN 成分と星形成成分が混じってしまい、AGN 活動が埋もれてしまうことが懸念される。

そこで、入力する $z \sim 2$ 星形成銀河の輝度プロファイルの中心部分の 1 ピクセルにのみ Type 1 AGN のスペクトルを加え、Diffraction limited / GLAO / Natural seeing それぞれでの PSF をかけた上で模擬観測を行い、 $H\alpha$ 、 $[N II]$ 、 $[O III]$ 、 $H\beta$ の輝線を抽出して、BPT diagram (Baldwin et al. 1981) 上にプロットして、AGN の存在を正しく判定できるかを調べた。

Fig. 3.39 は Diffraction limited での観測、GLAO での観測、Natural seeing での観測を模擬したデータ出力について、中心核部分の輝線比を計算した場合に BPT ダイアグラム上でどの位置にくるかを示したものである。中心部分での AGN flux を、星形成と同じだけ入れた場合と、星形成の 4 倍入れた場合の結果を示して

3.4. 遠方銀河の分光観測シミュレーション

いる。AGN が中心部分において星形成よりも十分卓越している場合には、Natural seeing でも AGN の存在を判断できるが、星形成と同程度の場合には Natural seeing では判断が困難になっている。GLAO では Natural seeing の場合よりも影響が小さくなっており、完全では当然ないものの、 $z \sim 2$ 銀河の AGN 成分の検出を従来よりも確実に言うことができる。と言える。

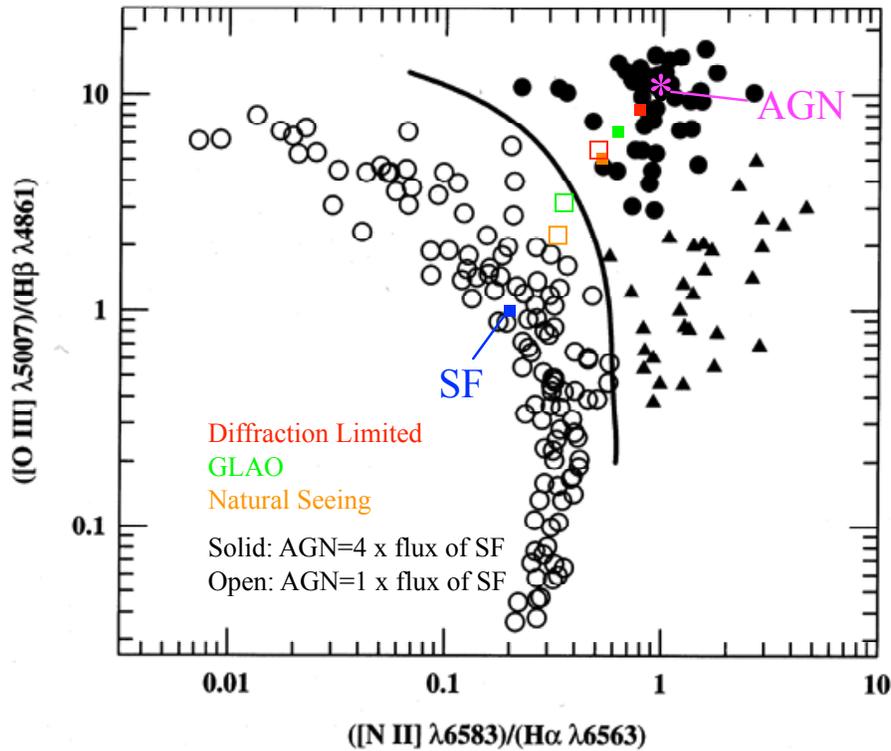


Figure 3.39: $sBzK(1)$ の輝度プロファイルの中心部に AGN 成分を入れて、PSF をかけて模擬観測した場合に得られる輝線比。 $sBzK$ の SED は青い四角、AGN の SED はマゼンタの asterisk の輝線比を与える。AGN 成分を $sBzK$ の flux density と同じ強さで入れた場合は open squares、4 倍の強さで入れた場合は filled squares で示してあり、赤は diffraction limited の場合、緑は GLAO の場合、オレンジは Natural seeing の場合。BPT diagram は Osterbrock (1989) による。

3.4.8 議論: 観測装置への要求と観測戦略、他の望遠鏡との比較・相補性

本稿では $z \sim 1-2$ の銀河の分光観測、特に面分光により内部構造を分解する観測について、8m 望遠鏡+GLAO によってどこまで達成できるかを、シミュレーションを通じて検討した。

- 面分光観測により、星形成銀河のガス運動を調べることができる。回折限界に近い AO に比べて精度はやや落ちるが、Natural seeing 下での観測では見えない運動状態が見えてくるようになった。また、中心核に存在する AGN の活動性も、Natural Seeing ではなまされて隠れてしまうような場合でも検出可能性が高まる。
- 点源に近いコンパクトな銀河 (Passive 銀河や中心核近傍で星形成を行っている銀河など) では Natural Seeing に比べ、同じ積分時間で 1.5 倍程度の S/N の向上が期待できる。

GLAO による moderate な PSF の改善でもたらされる感度・観測精度の向上は、現在 8-10m 級望遠鏡で稼働している AO+近赤外線面分光装置 (VLT/SINFONI, Keck/OSIRIS, Gemini/NIFS など) によるそれと比べると、やや落ちるのは否めないが、多天体の同時観測による観測効率の大幅な向上が期待される。これまでより格段にサンプル数を増やし、サンプル選択によるバイアスを減じた、包括的な銀河進化の描像に迫ることが、すばる望遠鏡+GLAO による遠方銀河研究の有力な戦略であると考えられる。このような観測は、すばる望遠鏡の戦略枠プログラムによってまとまった観測時間を投入して実現すべきものである。

個々の天体の詳細な内部構造の研究は、TMT などの超大型望遠鏡が稼働すると期待される 2020 年代には、8m 望遠鏡の主要な研究課題とはならないであろう。その意味で、広視野化によるサンプル数の拡大は、超大型望遠鏡との相補性の観点からも自然な方向性であると言える。GLAO+広視野多天体面分光は、JWST でも実施できない (NIRSpec の視野は $3.6' \times 3.4'$ 、IFU の視野は $3'' \times 3''$) し、他の 8–10m 級望遠鏡にも今のところ計画がない。この実現は、すばる望遠鏡の独自性を一層高めることになるであろう。

3.4.9 AO および観測装置の仕様

必要な AO および観測装置の仕様のまとめ

| AO の種別 | 観測装置 | 観測モード | 波長域 | 波長分解能 | 視野 | 空間分解能 |
|--------|--------------|-------|-----------------------|-----------|--------------------------|--------------------|
| GLAO | 近赤外線多天体面分光装置 | 面分光 | 0.9–2.5 μm | 2000–3000 | >100 arcmin ² | 0.1–0.2 arcsec (K) |

Bibliography

- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., & Storchi-Bergmann, T. 2000, *ApJ*, 533, 682
- Cardamone, C. N., et al. 2010, *ApJS*, 189, 270
- Daddi, E., Cimatti, A., Renzini, A., Fontana, A., Mignoli, M., Pozzetti, L., Tozzi, P., & Zamorani, G. 2004, *ApJ*, 617, 746
- Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B. 1997, *A&A*, 326, 950
- Grogin, N. A., et al. 2011, *ApJS*, 197, 35
- Koekemoer, A. M., et al. 2011, *ApJS*, 197, 36
- Maraston, C. 2005, *MNRAS*, 362, 799
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, ed. Osterbrock, D. E.
- Quadri, R., et al. 2007, *AJ*, 134, 1103
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161

Chapter 4

System Study for Subaru Next-Generation AO

4.1 すばる次世代 AO の候補比較

すばる望遠鏡の補償光学系は 36 素子曲率波面センサーおよび 36 素子バイモルフ鏡をもつ AO36、188 素子にアップグレードされた AO188 と変遷してきた。AO36 では自然ガイド星を 1 つ使用し、AO188 では自然ガイド星に加えてナトリウムレーザーガイド星を使用できるようになった。これらの補償光学系は classical AO、あるいは single conjugate AO と呼ばれている。次世代のすばる望遠鏡 AO は、single conjugate から tomography AO へと発展するべきであろう。Tomography AO は、複数のガイド星を用いて、大気ゆらぎの影響を望遠鏡開口面での 2 次元ではなく、大気の高さ方向を含む 3 次元の情報を得て、必要に応じて 1 個かそれ以上の個数の可変形鏡を使って、視野全体を補正したり、目的の視野を補正したり、ある高さにある大気ゆらぎだけ補正したりするものである。

このような tomography AO には、LTAO (Laser tomography AO)、MCAO (Multi-Conjugate AO)、MOAO (Multi-Object AO)、GLAO (Ground Layer AO) がある。これらの概念を図 4.1 に示した。

左上に示したのが LTAO である。レーザーガイド星は有限の距離にあるため、1 つだけでは目的の天体の光のパスをカバーすることができない。複数のレーザーガイド星を用いることで観測する天体の光のパスをカバーし、その部分を通ってきた光の波面を推定し補正を行うことができるようになる。レーザーガイド星は位置と距離の不定性があるので、tip-tilt と focus が決定できない。そのため自然ガイド星を補助的に用いる。このように複数のレーザーガイド星と自然ガイド星を組み合わせ、可変形鏡を 1 つ用いて目的の天体に最適な波面補正を行うのである。可視 AO はこの LTAO の延長線上にある。

MCAO は複数のガイド星（レーザーガイド星、自然ガイド星など）を使って、それぞれの星から大気ゆらぎの影響を受けた波面を測定し、大気ゆらぎの高さ方向の分布を推定する方法と、いくつかの高さに conjugate した複数の星の波面をそれぞれ測定する方法の 2 種類がある。図 4.1 の右上は前者の方法で、大気ゆらぎを 2 層に代表させ、2 つの可変形鏡と 2 つの波面センサーという例を示している。推定した波面に応じて、異なる大気の高さに conjugate した複数の可変形鏡を用いてゆらぎの補正を行う。ガイド星の数が増えると波面の測定精度が上がり、可変形鏡の数が増えると補正性能が向上する。視野広くガイド星の数を増やすと、補償光学がカバーできる視野が広がる。一方、波面センサーと可変形鏡の数が増え、視野を広くするとシステム構成が複雑化しかつ巨大化するため、製作リスクおよびコストが増大する。チリにある Gemini-S 望遠鏡では可変形鏡が 3 つ、レーザーガイド星が 5 個という MCAO が稼働しており、カバーする視野は観測装置で制限されているものの 87 秒角である。シミュレーションなどで採用される MCAO の視野は通常 2 分角であり、それ以上の視野をカバーするのは現実的でない。

図 4.1 左下は GLAO である。GLAO は MCAO の特殊なケースと言ってよいだろう。複数のガイド星を用いて、地上付近の大気ゆらぎの影響だけを抽出し、1 つの可変形鏡を用いて補正を行う。高層の大気ゆらぎの影響は補正されないため、回折限界像を得ることはできず、シーイングの改善程度となる。一方、地上付近の大気ゆらぎが共通となるため、広い視野にわたり補正が可能となる。我々のすばる望遠鏡 GLAO のシミュレーションによると、視野 20 分角が可能という結果を得ている。

MOAO は LTAO の多天体拡張版である。複数のガイド星を用いて、大気ゆらぎの影響の高さ方向の分布を推定する。その情報をもとに、それぞれの観測天体ごとに対する大気ゆらぎの影響を推定し、それぞれの可変形鏡を用いて補正を行うものである。大気ゆらぎを推定する視野の範囲を field of regard と呼び、通常 5 分角

4.1. すばる次世代 AO の候補比較

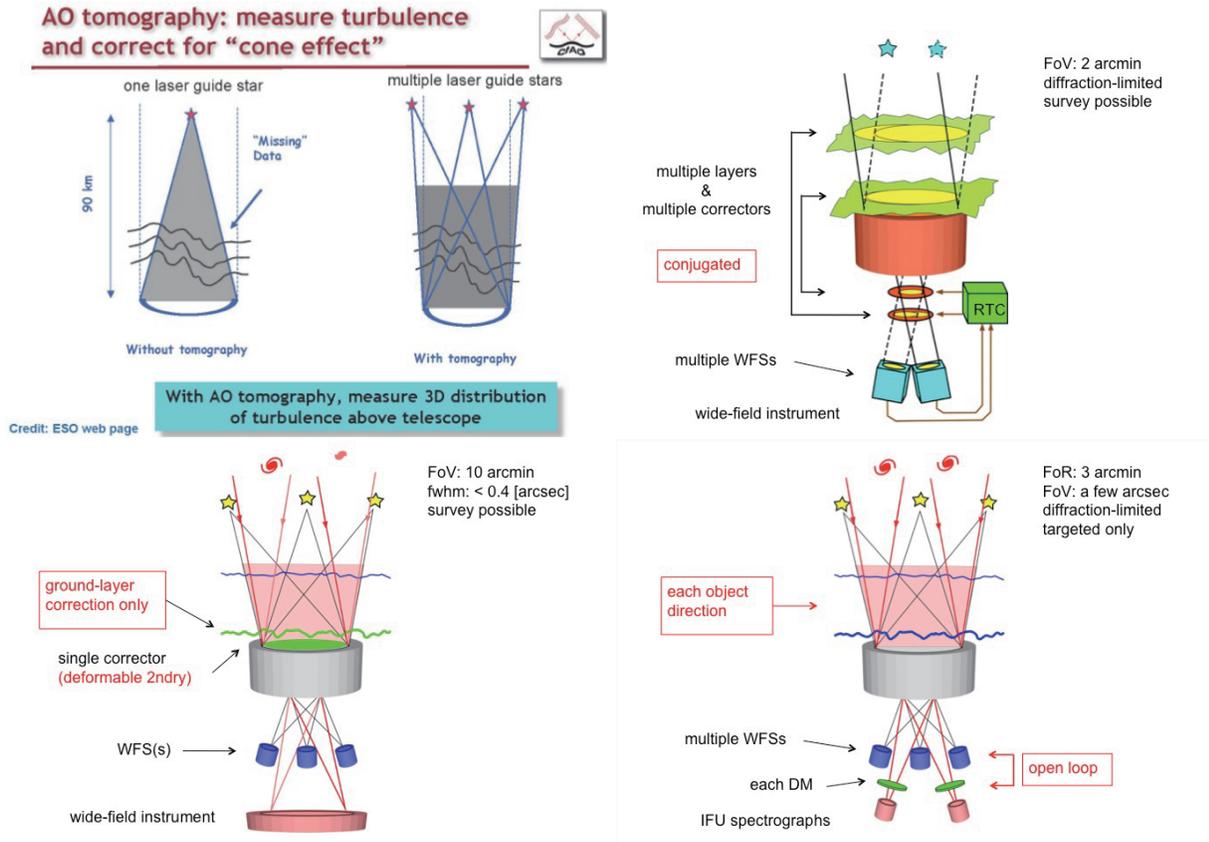


Figure 4.1: LTAO (左上)、MCAO (右上)、GLAO (左下)、MOAO (右下) の概念図。(Center for AO 資料、次世代 AO ワークショップ大屋発表資料から)

程度である。他の補償光学系と大きく異なるのは、閉ループフィードバック制御ではなく、開ループ制御という点である。大気ゆらぎの推定に用いるガイド星を測定する波面センサー光学系には可変形鏡がなく、観測する天体の光学系のみ可変形鏡が組み入れられる。

これらの tomography AO の特徴を図 4.2 表 4.1 にまとめた。

MCAO、LTAO に比べ、GLAO、MOAO は、視野の広さ、同時に観測できる天体数など非常に魅力的であることがわかる。また、すばる望遠鏡の最大の特徴は主焦点広視野カメラおよび多天体分光器である。また、カセグレン焦点にも FOCAS、MOIRCS といった数分角を超える観測装置が運用されてきた。これらの観測装置との連携を考慮した場合、視野の広さがもっとも重要なポイントとなる。次世代 AO 検討ワーキンググループでは、第一候補に GLAO、第二候補に MOAO と位置づけて検討を進めることにした。

| AO の種類 | LTAO | MCAO | GLAO | MOAO |
|-------------------|------------|------------|--------------------|------------|
| 典型的なレーザーガイド星数 | 3~5 | 3~5 | 3~5 | 3~5 |
| 典型的な自然ガイド星数 | 3 | 3 | 3 | 3~6 |
| 典型的な可変形鏡数 | 1 or 3 | 2~3 | 1 | 5~20 |
| 補正性能 (SR or FWHM) | >0.4, 回折限界 | >0.4, 回折限界 | >0.05, 0.2''-0.3'' | >0.4, 回折限界 |
| 視野 | < 30' | ~ 2' | 10' | 5' |

Table 4.1: tomography AO の比較

4.2. 基本仕様

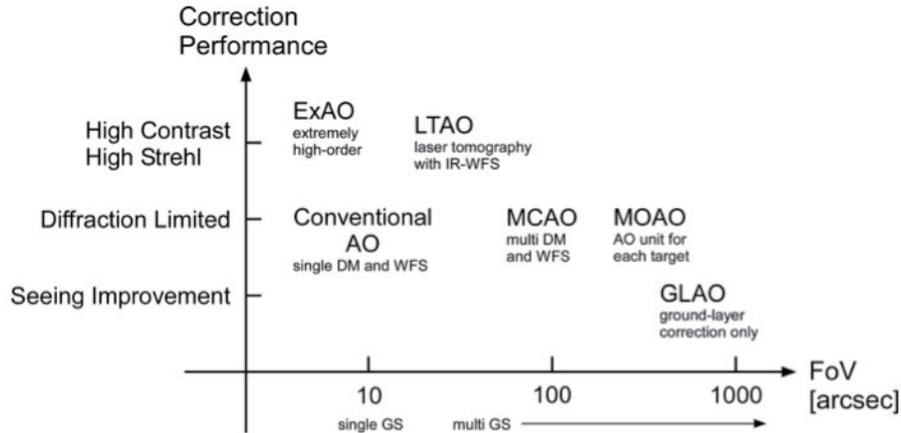


Figure 4.2: AOの種類と棲み分け。横軸に視野の広さ、縦軸にAOの補正性能をとり、LTAO、MCAO、GLAO、MOAO、ExAO (Extreme AO) をプロットした。従来のAO (conventional AO) は左下にあり、次世代のAOは視野拡張、補正性能改善の両方を目指していることがわかる。すばる望遠鏡では、すでにExAOのプロジェクトであるSCEXAOが進行中である。(次世代AOワークショップ 大屋発表資料から)

| 項目 | 仕様 |
|-----------------|---|
| 観測波長域 | 0.9–2.5 μm (サイエンスWSからの要求は0.6–5 μm) |
| 観測モード | 撮像、分光 (面分光を考慮する) |
| 観測視野 | ϕ 15分角 (20分角目標) |
| 焦点位置 | カセグレン焦点 |
| ガイド星 | 4 LGS、NGS (2~4個か?) |
| ガイド星の選択範囲 | LGSは観測視野の端、NGSは観測視野内 |
| 波面センサー | ガイド星にそれぞれ1つずつ (Guide star oriented) |
| 波面センサータイプ | シャックハルトマン型 (ピラミッド型も要検討) |
| 波面センサー素子数 | 100程度かそれ以上 (高ストレールなら1000素子程度も) |
| 波面センサーサンプリング周波数 | 500Hz以上 (GLAOは100Hzでも可) |
| 可変形鏡 | 副鏡を可変形鏡化 |
| 可変形鏡素子数 | 500~1000程度 |
| 波面制御モード | GLAO (LTAO、ExAOなどへの切替対応が必要か?) |

Table 4.2: 次世代AOおよび装置の基本仕様案

4.2 基本仕様

現時点で議論が進められている次世代AOおよび赤外線装置の基本仕様を表4.2に示した。この仕様は今後の詳細な検討によっては大幅に変更される可能性がある。

観測波長は近赤外線を中心とする。GLAOの短い可視光における性能の評価結果によっては0.9 μm かそれより短い波長を考慮する可能性がある。また、LMバンドへの対応も要検討であろう。装置機能はフィルターによる撮像、面分光を含めた分光機能を併せ持つ。特に地上望遠鏡の面分光機能は将来的に重要なポイントであると考えている。視野は少なくとも直径15分角とする。GLAOのシミュレーションによれば20分角でも十分な性能が期待できるという結果から20分角を目標とする。ガイド星はレーザーガイド星を視野の4隅に配置し、自然ガイド星は視野内の任意の場所から選択する。その個数については今後の検討課題である。波面センサーはシャックハルトマン型を基本とする。ピラミッド型波面センサーの可能性も追究しておきたい。波面センサーの素子数はGLAOのシミュレーション結果から、100素子もあれば十分である。ただし可変副鏡との素子数のマッチングと波面測定感度によって決定するべきである。GLAOを目指すので、副鏡を可変形鏡にする。素子数はGLAOの用途だけを考慮すれば500素子程度で十分だが、VLTの可変副鏡と同じであれば1000素子程度である。可変副鏡の製造条件に素子数は依存すると考えている。

| ガイド星タイプ | ナトリウム層 LGS | | | レイリー LGS |
|---------|------------------------------|--|---------------|----------------------|
| | 色素 | 全固体和周波 | 光ファイバーレーザー | 全固体 |
| レーザータイプ | 液体有機溶媒 | 固体結晶 | 光ファイバー | 固体結晶 |
| 望遠鏡 | Keck II VLT | Subaru, Keck I Gemini N&S | VLT (次世代) | LBT (Na-LGS も計画中) |
| 出力 | 15W(Keck II) 10W(VLT) | 6W(Subaru) 40W(Keck I) 15W(GeminiN) 10W×5 (GeminiS) | 25W(VLT 次世代) | 18W×3 (LBT) |
| 発振形態 | 26kHz(Keck II) 連続波 (VLT) | 143MHz(Subaru) 75MHz(Keck I) 75MHz(Gemini N&S) | 連続波 (VLT 次世代) | 10kHz(LBT) |

Table 4.3: レーザーガイド星用レーザーシステムの比較

4.3 次世代 AO システムに共通する技術課題

上述した Tomography AO に共通する技術的な課題は、レーザー技術および複数レーザーガイド星の製作技術、大気ゆらぎの高さ方向の tomography 推定技術、可変副鏡、制御計算機などがある。ただし、世界の潮流として tomography AO は盛んにシステム検討、技術検討が進められており、技術的な課題はかなり克服されつつあるのが現状である。

初期のレーザーガイド星は色素レーザーが主体であった。これはレーザー媒質が液体であり、安定性、保守性に大きな労力が必要である。また色素の劣化による出力低下が避けられない。次に半導体レーザーとレーザー結晶の技術発展があり、固体レーザーが台頭してくる。今ではナトリウム層を励起するための和周波発生を用いた全固体レーザーが技術的に成熟してきた。Gemini の MCAO では出力 50W のレーザーを 5 つに分割して、5 個のナトリウムレーザーガイド星の作成に成功している。一方、ファイバーレーザー技術を用いたコンパクトかつ安定したレーザーの開発が ESO を中心に進められ、ドイツの TOPTICA 社とカナダの MPB 社の共同で連続波 20W のレーザーが製品化された。このレーザーは他の 8m クラスの次世代 AO および ELT 用 AO のレーザーガイド星光源候補として大きな期待が寄せられている。我々もすでに MPB 社と秘密保持契約を締結し、技術情報の交換、基本仕様の検討準備を進めている。また、レイリー散乱を利用したレーザーガイド星も WHT、MMT など地道に試験が続けられている。8m クラスの single conjugate レーザーガイド星 AO が安定して運用されており、レーザーガイド星に関する基礎技術、運用技術はおおいに進歩した。レーザーシステムについて表 4.3 にまとめた。

最大角度でも 10 分角という狭い範囲の光源を用いて、途中にある大気ゆらぎの 3 次元分布を推定する tomography 推定技術は、一般の 3 次元 tomography とはかなり異なる要素を含んでいる。しかし、多くの AO tomography アルゴリズムが提唱され、計算機シミュレーション、テストベッドによる実験が進められてきた。詳細な検討およびシステムに特化した検討はまだ必要であるが、基礎的な AO tomography の研究は十分なされてきている。すばる次世代 AO 検討ワーキンググループは、今後詳細検討を続けていく予定である。

特に GLAO は可変副鏡が重要なコンポーネントとなる。日本ではまだ可変副鏡の検討は進められていないが、アリゾナの MMT、LBT ではすでに可変副鏡が搭載され、明るいガイド星でよい補正性能を達成している。またチリの VLT のための可変副鏡が製作中である。これらの可変副鏡を製作したのはイタリアの Microgate 社である。我々ワーキンググループはすでに Microgate 社とコンタクトをとり、すばる望遠鏡用の可変副鏡の概念検討の準備を進めている。

複数のガイド星、複数あるいは多素子の可変副鏡を制御するための計算機に要求される性能は非常に高い。我々ワーキンググループは、まだ制御計算機の検討を始めていないが、TMT 用のファーストライト AO である NFIRAOS の制御計算機検討が十分参考になると考えている。

4.4 すばる望遠鏡のインターフェース

すばる望遠鏡次世代 AO の第一候補である GLAO について、望遠鏡とのインターフェースを考察した。GLAO の最大の特徴は、可変副鏡を用いていることで、反射面が少なく効率が高いことがあげられる。従って、観測装置はカセグレン焦点に設置するのがよい。また、GLAO では 10 分角を超える視野が魅力となっている。現

4.5. すばる GLAO システムの検討

在使われているカセグレン焦点の可視用大気分散補正光学系はそこまでの視野を確保できていない。GLAO と近赤外線観測装置の組み合わせのときは大気分散補正光学系は取り外す必要がある。

カセグレン焦点の観測装置の検討も重要である。GLAO の広視野を生かす近赤外線撮像分光装置を検討する上で、望遠鏡の光学収差、装置のサイズ、重量、設計製造可能な光学系の設計などが重要なファクターとなる。

可変副鏡はすばる望遠鏡のトップユニットに接続される。すばる望遠鏡は主焦点部に広視野カメラなどを搭載するため、トップユニット交換機の重量制限が3tである。現在製作中の VLT 用可変副鏡の総重量は 1500kg 程度なので軽量化の努力は不要である。現在使用中の赤外副鏡は直径が 1265mm であり、VLT の可変副鏡直径よりも若干大きい。カセグレン焦点の F 値の変更も考慮した可変副鏡の仕様策定を今後進めていくことになる。トップユニットにおける電力供給、制御線、ネットワーク、冷却水などの基本的なインフラ、トップユニットとのインターフェース、などの検討も重要課題である。

4.5 すばる GLAO システムの検討

この節ではすばる GLAO システム構成について述べる。図 4.3 に想像される GLAO の概念図を示した。

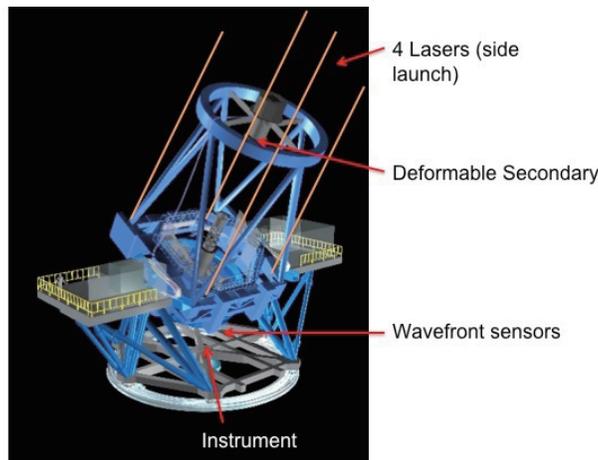


Figure 4.3: すばる望遠鏡 GLAO の構成概念図。(可変副鏡を搭載し、波面センサーはカセグレン焦点上部に配置される。観測装置はカセグレン焦点の置かれる。)

GLAO の重要なコンポーネントは可変副鏡である。参考までに VLT 用可変副鏡の仕様を表 4.4 にまとめた。GLAO のシミュレーションでは素子数は 100 以上で補正性能が飽和することがわかった。従って、可変副鏡の素子数は鏡のサイズとアクチュエータの最大間隔で決まることになる。

GLAO シミュレーションでは 4 つのガイド星を視野の 4 隅に配置し、20 分角の補正視野が得られることが確認された。すばる GLAO ではレーザーガイド星を 4 個というのをベースにする。射出場所は、副鏡の裏と望

| 項目 | 仕様 |
|------------|------------|
| 素子数 | 1170 個 |
| アクチュエータタイプ | ボイスコイル |
| 直径 | 1.12m |
| 厚さ | 2mm 薄いシェル |
| 鏡の重量 | 9kg (磁石込み) |
| 鏡面精度 | 62 nm rms |
| 消費電力 | 1.5kW |
| 冷却方法 | 水冷 |
| 総重量 | 1500 kg |

Table 4.4: VLT 用に製作中の可変副鏡の仕様 (R. Hubin プレゼンテーション資料から (http://www.mpia-hd.mpg.de/PARSEC/Ring2007/TalksPostersPDF/Monday/ESO_AOroadmap_NorbertHubin.pdf))

遠鏡の側面の 2 通りがある。Gemini の MCAO は 5 本のレーザーを副鏡の裏側から射出している。そのため、波面センサーの視野に別のレーザーのレイリー散乱が重なって入ってくる。一方、望遠鏡側面からレーザーを射出して、観測視野の 4 隅に配置すればレイリー散乱の影響は低減できることが期待される。波面センサーからみたレイリー散乱の影響をさらに詳細に検討する必要がある。また、レーザーの設置場所という意味では側面照射のほうが簡単である。すばる望遠鏡にはセンターセクションと呼ばれる部分が主鏡カバーのやや上部にある。このセンターセクションの 4ヶ所に ESO が開発したファイバーレーザーを常設することは困難ではないように見える。設置場所についても今後の検討課題である。

波面センサーの設置場所候補は AO36 およびカセグレン焦点のオートガイダー層周辺である。レーザーガイド星用の波面センサー、tip-tilt および focus のための自然ガイド星用波面センサーの配置、光学設計は未着手である。波面センサーは従来の曲率タイプではなく、シャックハルトマンタイプかピラミッドを利用したタイプとなるであろう。

4.6 GLAO の運用

すばる望遠鏡は主焦点観測装置があるため、可変副鏡を常設することは運用上できない。そのため、可変副鏡はトップユニット交換装置を用いて着脱する必要がある。そのためのインターフェース仕様を確定しなければならない。また可変副鏡の不使用时の保管場所の確保とそのインターフェースとインフラの仕様についても決める必要がある。また、交換時の環境条件、振動条件、鏡の保持あるいは安全な状態管理についても検討を要する。

一方、すばる望遠鏡の副鏡は凸面である。凸面の可変副鏡のキャリブレーション方法についても検討が必要だ。また、可変副鏡の再蒸着の必要性、定期的な保守項目なども初期検討の段階で議論しておくべきであろう。

レーザー射出システムは、望遠鏡のセンターセクションに常設することを検討中である。着脱の必要性はないが、レーザーの保守、部品の交換、経年変化への対応、安全管理を含めたレーザー運用体制は必須となる。

波面センサーはカセグレン焦点上部のカセグレンフランジと呼ばれる中に設置される。この部分はアクセスが大変難しく、装置の故障、改修が難しい。そのための堅牢、保守不要の波面センサーシステム検討は大切であろう。

4.7 すばる望遠鏡 GLAO システムの発展

GLAO システムは主として可変副鏡、カセグレンフランジの波面センサー、レーザー射出系、観測装置という構成からなる。このコンポーネントは他の AO システムにとっても重要な構成要素である。

可変副鏡の素子数は 1000 程度となる見込みである。そのため、明るい自然ガイド星用の波面センサーを観測装置側に用意すると、カセグレン、ナスミスのいずれの焦点にも Extreme AO 装置ができる。もちろん、現存あるいは計画中の高コントラスト観測装置にも応用ができるであろう。可変副鏡は中間赤外線装置の背景光を押さえる利点ともなる。

また、複数レーザー射出系は MOAO に利用でき、可変副鏡は MOAO の woofer として使用し、観測装置側に MOAO の tweeter 可変形鏡をもたせることで、効率の良い装置が考案できるであろう。

このように GLAO システムは望遠鏡機能のポテンシャルの底上げをするものである。

Chapter 5

Instruments for Subaru Next-Generation AO

5.1 すばる次世代 AO 用観測装置の科学的要求に基づく要件

すばる望遠鏡次世代 AO システムを考える上で、これと組み合わせる新観測装置について検討することは、特に科学的要求の観点から非常に重要である。

Chapter 2 で見たように、すばる望遠鏡次世代 AO としては、広い視野にわたって改善された像質を達成する Ground-Layer AO (GLAO) が有力である。GLAO では、conventional な AO では実現できない広い視野での星像の改善が期待できる。可変副鏡を用いた GLAO での像質改善は、既存の観測装置を用いた観測においても大きなメリットをもたらすと期待できるが、より効果的な観測を行うためには、GLAO の仕様 (視野、典型的な像質など) に最適化した新たな観測装置を開発することで GLAO の特長を十分発揮できるようにすることが必要である。

ここでは特に近赤外線撮像分光装置についての検討を記述する。Section 2.12 にてまとめた科学的要求に応えるために近赤外線装置に必要な主な仕様は以下のようにまとめられる:

- カセグレン装置としてできるだけ広視野化を図る
- 多天体分光機能
- (多天体) 面分光機能
- 波長域: 0.9–2.5 μm
- 分散: 500–3,000
- 狭帯域フィルタを含むフィルタ交換の高い自由度
- 空間分解能: GLAO として 0.2'' @ *K*-band、狭い視野での観測モードでは 50–60 mas

これらの中でも特に、広視野化の feasibility が本計画の要であるといえる。Chapter 3 で見たように、シミュレーションによると、GLAO による像質の改善は、視野の広さへの依存はあまり大きくなく、20 分角 ϕ 程度の視野でも均質な像質改善を達成できるという結果が得られている。よって、GLAO+新装置で達成可能な視野の広さは、観測装置側でどこまで視野を拡大できるかでほぼ決定されると考えてよい。以下では特に、すばる望遠鏡のカセグレン観測装置において、どこまでの広視野化を図ることが可能かを調査する。

5.2 広視野近赤外線観測装置 光学系検討

山室智康¹, 本原賢太郎², 岩田生³ 他 すばる望遠鏡次世代 AO WG 装置検討 sub-WG

¹ オプトクラフト ² 東京大学 天文学教育研究センター ³ Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan

以下の検討結果は、オプトクラフト社による「すばる望遠鏡 次世代広視野補償光学用近赤外線装置 基礎検討」(文書番号 CP0046-11-RP001)からの抜粋である。なお、報告書には各設計での光学パラメータテーブルも掲載されている。

5.2.1 検討のスコープ

すばる望遠鏡カセグレン焦点用近赤外線撮像・多天体分光器に関して、広視野化を目指した検討を行った。検討のための条件として、以下の二つの場合を考える。

- (A) 既存のすばる望遠鏡の光学系をそのまま使用し、光学系パラメータを変更しない範囲での広視野化を図る。ただし、現行のカセグレン焦点大気分散補正駆動機構およびバッフル撤去すると仮定する。
- (B) すばる望遠鏡の副鏡を従来のものから交換して、さらなる広視野を狙う。このため、副鏡の光学パラメータを自由に設定可能とする。また、主鏡についても、既存の設備で可能な範囲で非球面係数を微調整可能とする。

また、多天体分光を行うためには望遠鏡焦点面にスリットマスク (MOS マスク) を設置する必要があるが、カセグレン型望遠鏡の像面は凹面の像面湾曲をもつ。平面の MOS マスクを使用できるようにするためには、像面平坦化レンズを導入する必要がある。そこで (A) の場合については像面平坦化レンズがある場合とない場合の二通りを検討した。像面平坦化レンズがない場合は、MOS マスクは湾曲したものを使用する必要がある。(B) については、像面平坦化レンズを導入した場合のみを検討した。以下では (A) の像面平坦化レンズなしの場合を (A)-1、ありの場合を (A)-2 と呼び、(B) は平坦化レンズありの場合を述べるので (B)-2 と呼ぶ。

(A), (B) に共通する条件として以下を設定した:

- 対象波長は $0.8 - 2.5 \mu\text{m}$
- 結像性能は視野全体で J, H, K -band で FWHM 0.15 秒角を目標とする
- ピクセルサイズ $15 \mu\text{m}$ の H4RG を使用する
- 最終結像面上での distortion については計算を行うこととするが、光学設計上の制限は設けない。
- 光学系は 100K まで冷却されることを想定する。
- 使用する光学素子のサイズは現実に存在し得るサイズを上限とする。例えば、 CaF_2 、 BaF_2 については長辺/直径 40cm 以下とする。

5.2.2 (A) 既存の望遠鏡光学系パラメータを変更しない場合

像面平坦化レンズを入れない場合

Fig.5.1 に望遠鏡光学パラメータに変更を加えず、平面化レンズも入れない場合の設計解の光路図を示す。MOS マスク以降の光学系はレンズ 9 枚構成のコリメーター+7 枚構成のカメラレンズを組み合わせた屈折式リレー光学系であり、平面の検出器面上に結像する。レンズの材質は真空・低温 ($\sim 100\text{K}$) で実績の多い CaF_2 、 BaF_2 、合成石英、 ZnSe の 4 種を採用している。カメラレンズの最後のレンズは片面非球面である。

最大レンズ (CaF_2 材) の光線有効径が $\phi 400\text{mm}$ に収まるように視野を決定してあり、その大きさは $\phi 13.2'$ (半角 $6.6'$) である。また、この視野を副鏡瞳で得て、かつ主鏡 ($\phi 8.2\text{m}$) 外側の光線が紛れ込まないためには、入射光線有効径は $\phi 7.88\text{m}$ となる。像面平坦化レンズが無いため、望遠鏡の像面には湾曲があり、非点収差も発生する。Fig. 5.2(左) には曲率半径 2417.3mm の最良像面でのスポットダイアグラムを示してあるが、残存の非

5.2. 広視野近赤外線観測装置 光学系検討

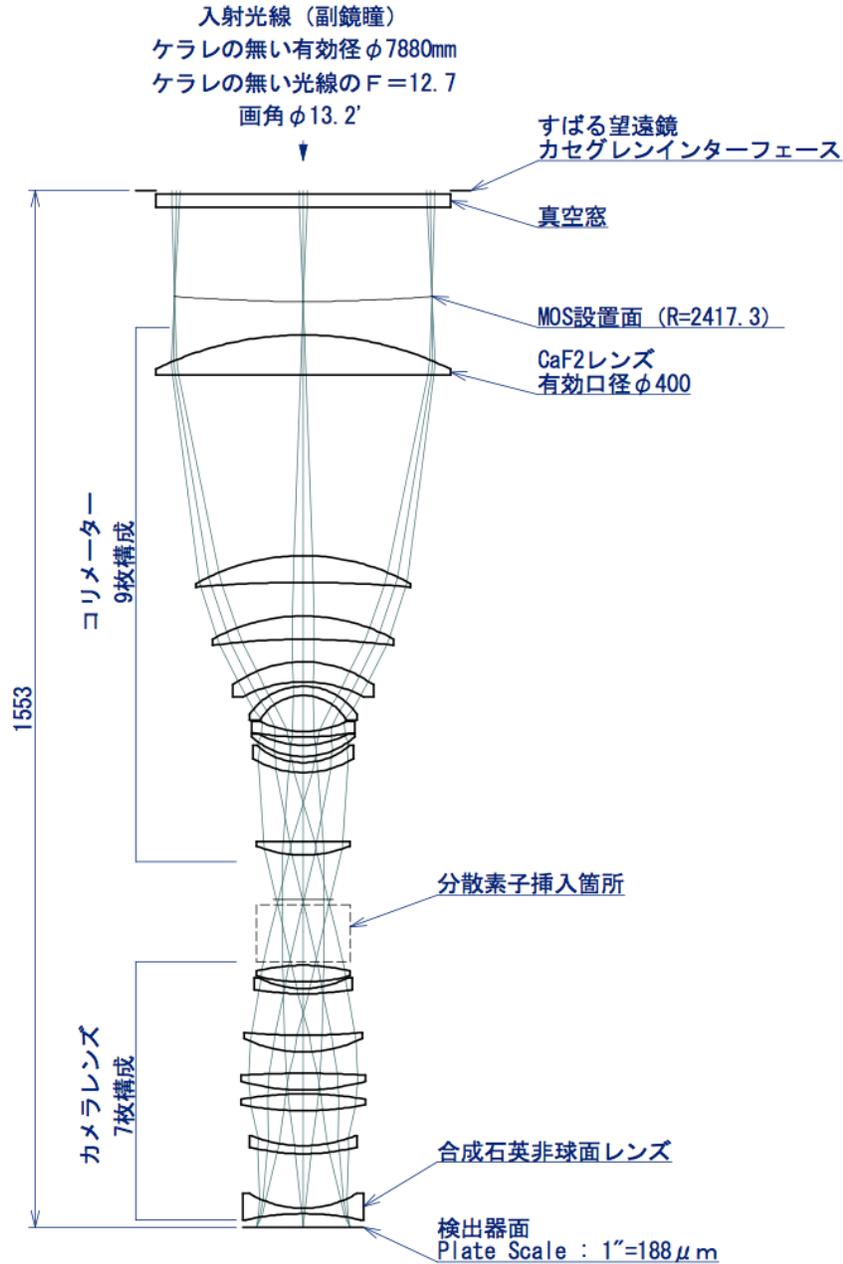


Figure 5.1: (A)-1 (望遠鏡光学パラメータ変更なし、平面化レンズなし) の場合の光路図

点収差のために視野端で像が $\sim \phi 0.2''$ に肥大する。MOS マスク上のスリットはこのサイズに合わせる必要がある。なお、像面平坦化レンズ等を採用していないため、歪曲収差はほとんど発生せず、最大で -0.04% (樽型) である (Fig. 5.2(右))。

この光学系による検出器面でのスポットダイアグラムと歪曲収差を Fig. 5.3(左) に示した。スポットダイアグラム中の左下にプロットされている視野端 ($6.6'$) の波長 $0.8\mu\text{m}$ のみ目標性能 ($\text{FWHM} \sim 0.15''$) を下回るものの、他は目標を満たす性能を得られている。しかし、歪曲収差は大きく視野端で -6.3% (樽型) に達する (Fig. 5.3(右))。

さらに、分光時の性能の評価を行った。本装置で分光を行う際には、グリズム+オーダーソートフィルターの組み合わせにより、倍波長以下の波長範囲のスペクトルを得ることになるが、ここでは試行計算のため、波

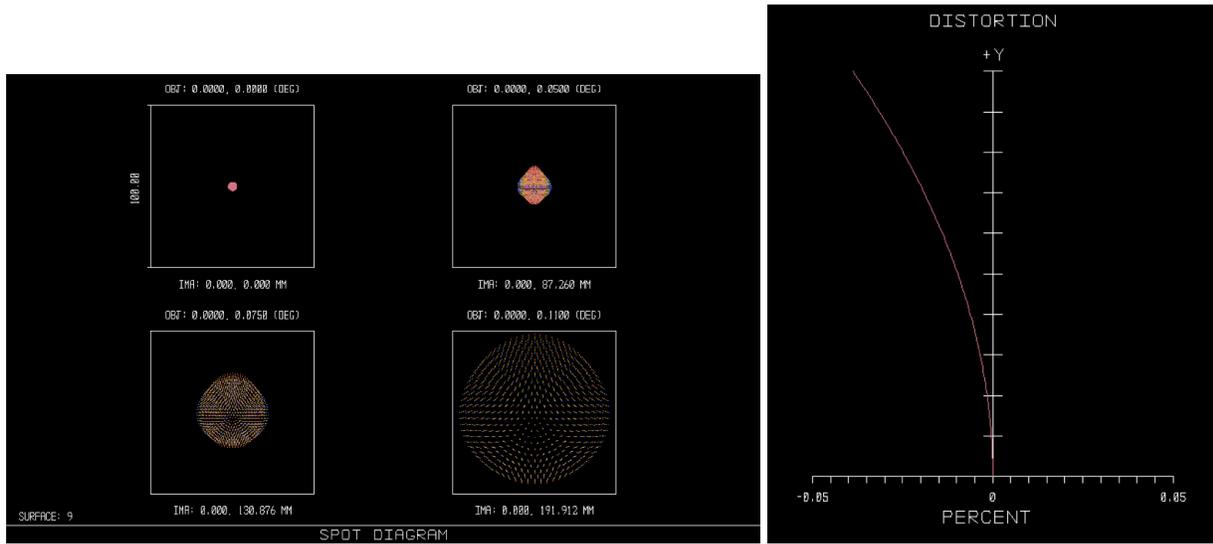


Figure 5.2: (左) (A)-1 の MOS マスク設置面でのスポットダイアグラム。(右) (A)-1 の MOS マスク設置面での歪曲収差。

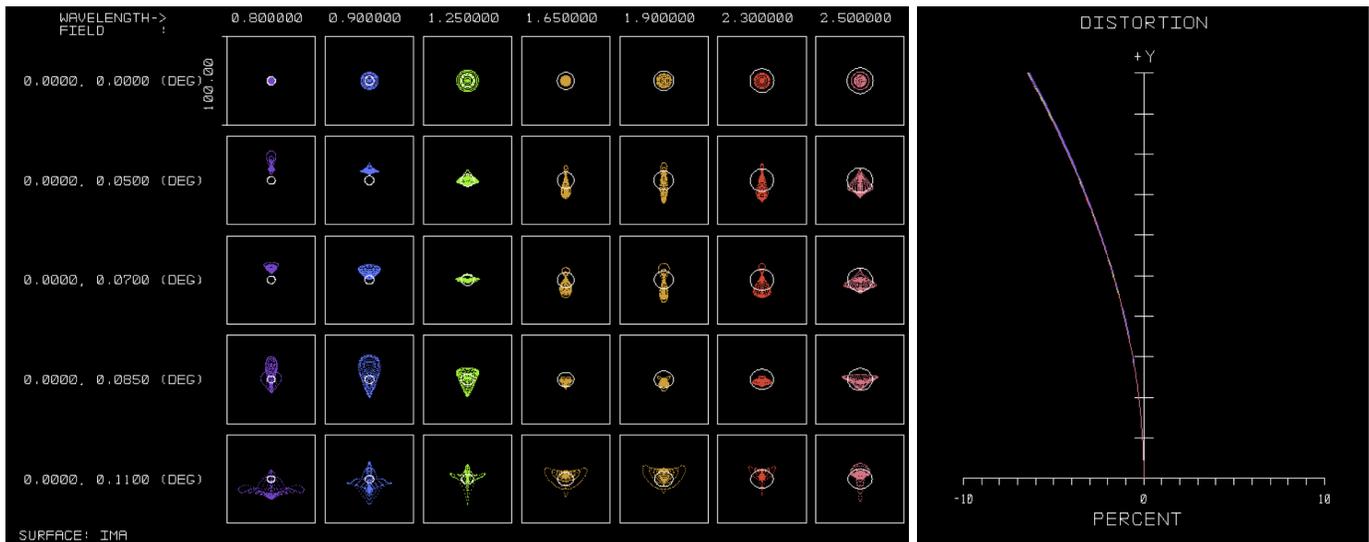


Figure 5.3: (左) (A)-1 の検出器面でのスポットダイアグラム。入射角 0–6.6'' の 5 箇所の視野を縦に並べ、0.8–2.5 μm の 7 波長を横に並べてプロットしてある。各々を囲う四角は検出器上の 100 μm で、天球上での 0.53'' に相当する。結像性能は図中の左下の視野 6.6''・波長 0.8 μm がやや悪く、RMS、RMS スポット直径=0.2'' であるが、その他は全て目標の 0.15'' 以下に収まっている。(右) (A)-1 の歪曲収差

長 0.8 ~ 2.5 μm をオーダーソートせずに分散した条件で計算してある。Fig. 5.4 に分光結像位置を示す。グリズムは格子本数 160 本/mm、ブレイズ角 34° の合成石英製を仮定し、このグリズムによる検出器上でのスペクトルの広がりを示している。検出器面の \square 140mm を表す白色正方形内で、X=0, Y=中央 ~ 下半分の視野の光線が横方向に分散されている。この各点のスポットダイアグラムは Fig. 5.5 の通りで、波長の両端と視野最外角は結像性能が悪く、右下の 2.5 μm での 6.6'' 位置での RMS スポット直径は 0.22'' である。しかし、5.1'' 位置では 0.17'' になり、ほとんどの視野範囲で目標性能に達している。

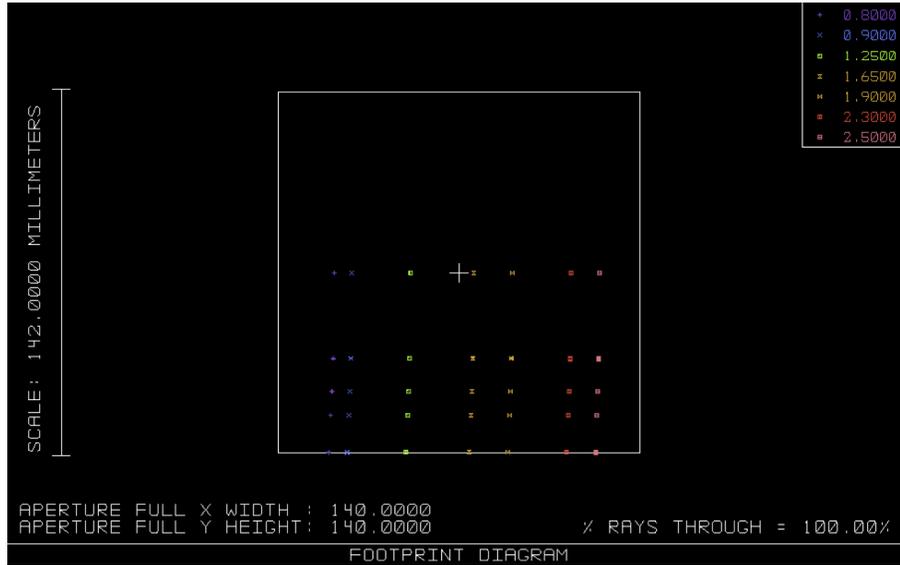


Figure 5.4: (A)-1 の分光像結像位置。

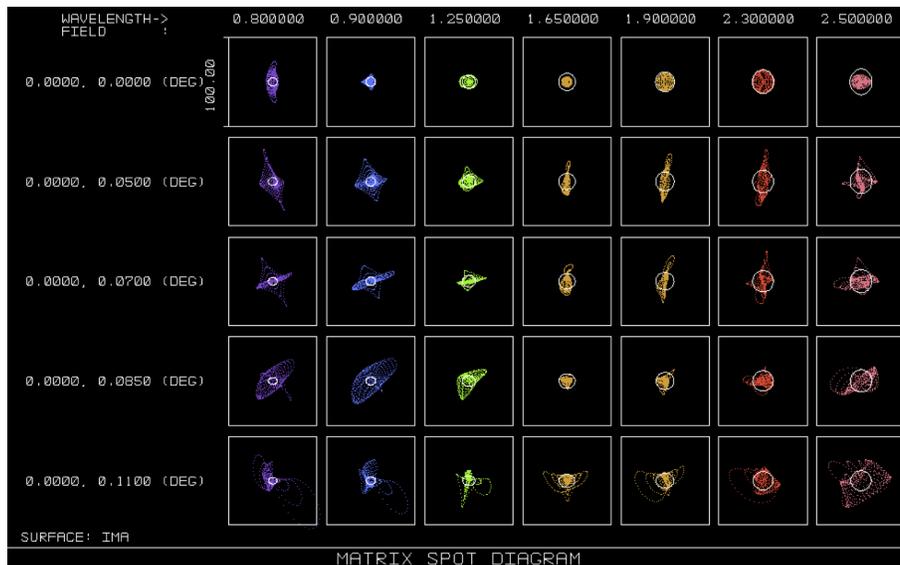


Figure 5.5: (A)-1 の分光時スポットダイアグラム。

像面平坦化レンズを入れる場合

次に、既存の望遠鏡光学パラメータに変更を加えない場合で、二枚構成の像面平坦化レンズを組み込んだ場合を検討した。

MOS 以降の光学系は解 (A)-1 と類似のレンズ 9 枚構成のコリメーター+7 枚構成のカメラレンズを組み合わせた屈折式リレー光学系であり、平面の検出器面上に結像する (Fig. 5.6)。

解 (A)-1 同様に最大レンズ (CaF₂ 材) の光線有効径が $\phi 400\text{mm}$ に収まるように視野を決定してあり、その大きさは $\phi 12.6'$ である。像面平坦化レンズが凹レンズ的に働くため、通過後の視野端の光線は外側に進み、後続のコリメーターで一回り大きなレンズが必要となる。このため逆にコリメーターのレンズが $\phi 400\text{mm}$ に収まるために、視野が解 (A)-1 と比べて僅かに小さくなっている。副鏡腫かつ主鏡 ($\phi 8.2\text{m}$) 外側の光線が紛れ込まないための入射光線有効径は $\phi 7.92\text{m}$ となる。像面平坦化レンズによって望遠鏡の像面が平坦になることに加え、非点収差も補正できるため、Fig. 5.7 に示すように、平面な MOS 上で矩形 ($0.2''$) と比べて充分に

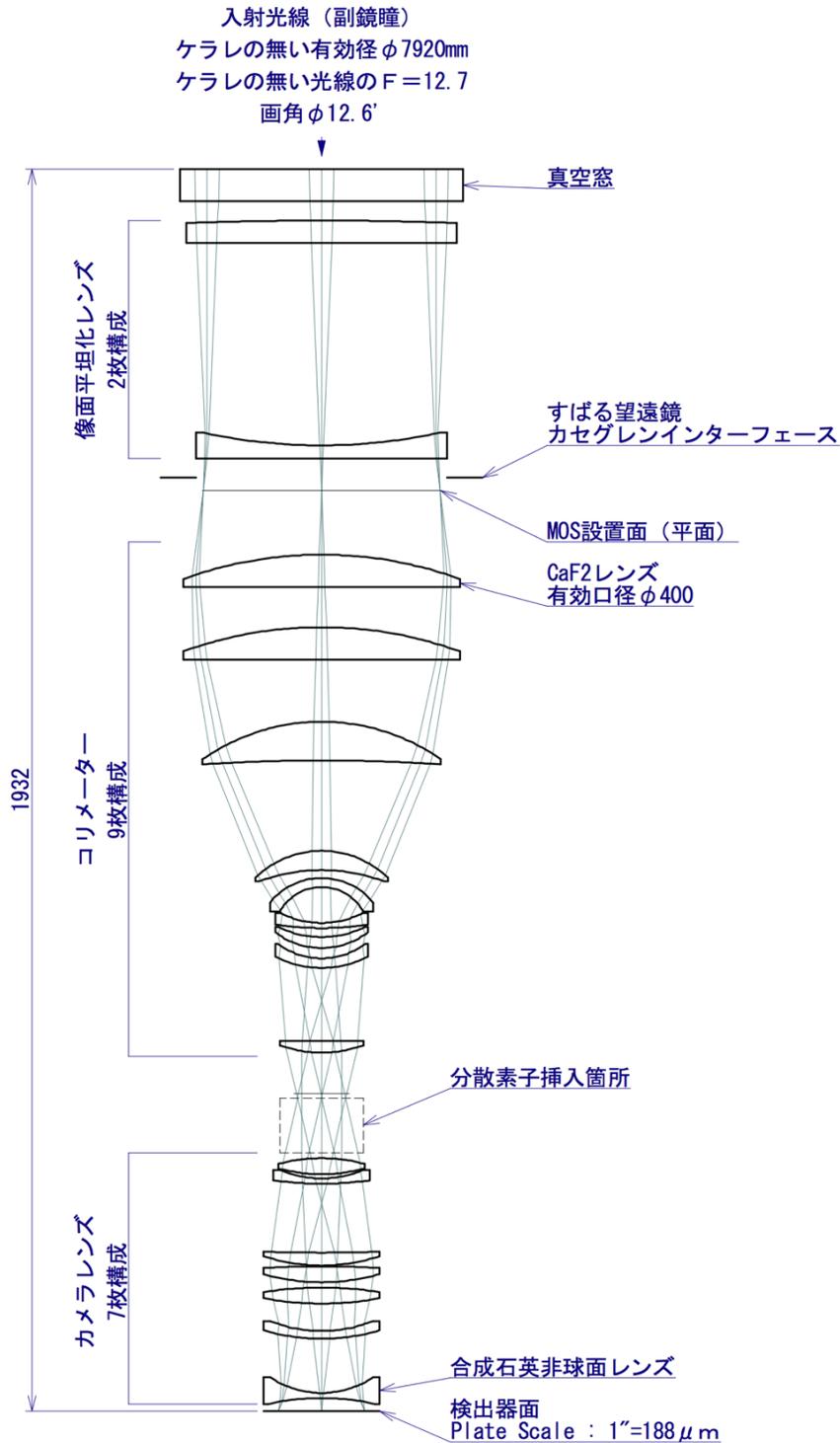


Figure 5.6: (A)-2 (望遠鏡光学パラメータ変更なし、平面化レンズあり) の場合の光路図

良好な結像性能が得られる。色収差の影響も皆無である。ただし、像面平坦化レンズの副作用により、視野端で+0.73%の歪曲収差(糸巻き型)が生じている。

検出器面での結像性能については、スポットダイアグラム等は割愛するが、(A)-1 同様、視野端(6.3')の波

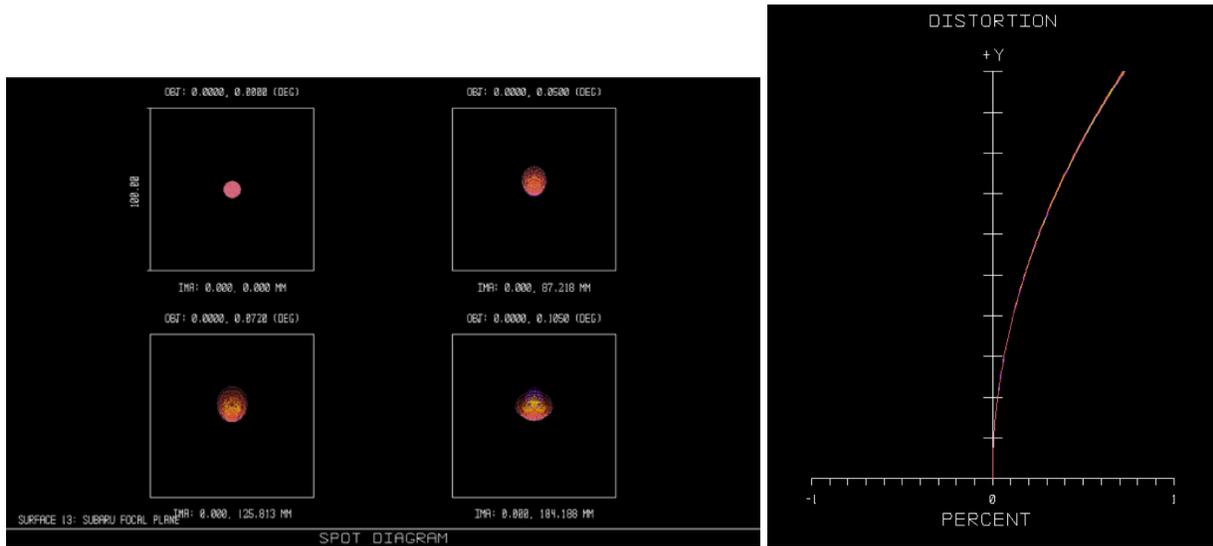


Figure 5.7: (左) (A)-2 の MOS マスク設置面でのスポットダイアグラム。(右) (A)-2 の MOS マスク設置面での歪曲収差。

長 $0.8\mu\text{m}$ 等の一部で目標性能 (FWHM $\sim 0.15''$) を下回るものの、他は目標を満たす性能を得られている。しかし、歪曲収差が解 (A)-1 同様に大きく、視野端で -5.2% (樽型) である。分光時の性能も (A)-1 と似ており、視野・波長の一部で RMS スポットサイズが $0.2''$ 程度に肥大するが、ほとんどの範囲で目標性能を満足する。なお、像平坦化レンズを入れた場合には、テレセントリックにならないため、フォーカスがずれると焦点面スケールが変化してしまう。よって、焦点合わせがより重要になることに注意が必要である。

5.2.3 (B) すばる望遠鏡の副鏡を変更する場合

次に、すばる望遠鏡の光学系パラメーターまで変更して広視野化する設計を検討した。既存のすばる望遠鏡 主鏡を使用して望遠鏡の合成 F を明るくしたい場合、主鏡の非球面係数 (円錐係数・conic) はマイナス側に大きな値が必要となる。このとき主鏡端は現状よりダレる形状になるが、現在のすばる望遠鏡主鏡保持アクチュエーターでは、実績として $12\mu\text{m}$ までダレさせることが可能である。よって $12\mu\text{m}$ いっぱいまでダレさせるように円錐係数を設定し、このときに望遠鏡の像面で良好な結像性能が得られるように合成 F9.8 を選択した。

副鏡は従来のすばる望遠鏡副鏡とは無関係に、本装置用にパラメータを最適化してあり、直径 $\phi 1544\text{mm}$ 、曲率半径 7233.308mm (凸)、円錐係数 -2.35464 の双曲面となっている。視野の広さは他の解と同様に最大レンズの光線有効径が $\phi 400\text{mm}$ に収まるように決定し、その大きさは $\phi 16.2'$ (半角 $8.1'$) である。望遠鏡合成 F を明るくした効果により、前解 (A)-2 と比較して直径で約 $+28\%$ 、面積で $+63\%$ の視野の広角化に成功している。なおこのとき、副鏡腫かつ主鏡 ($\phi 8.2\text{m}$) 外側の光線が紛れ込まないための入射光線有効径は $\phi 7.93\text{m}$ となる。

また、像面平坦化レンズ (2 枚構成) を組み合わせることで、平面 MOS 設置面上で Fig. 5.9 に示す結像を得ている。これによると弱いコマ収差が残っているものの、その大きさは表示矩形の $0.27''$ と比べて十分に小さく良好である。また色収差の影響も皆無である。ただし、像面平坦化レンズの副作用により、視野端で $+0.52\%$ (糸巻き型) の歪曲収差が生じている。

MOS 以降の光学系は他の 2 つの解と類似のレンズ 9 枚構成のコリメーター + 7 枚構成のカメラレンズを組み合わせた屈折式リレー光学系であり、平面の検出器面上に結像する。真空窓以降の光学系の光路図を Fig. 5.8 に示した。

この光学系による検出器面でのスポットダイアグラムと歪曲収差を Fig. 5.10 に示す。結像性能は視野外周 ($> 6'$)・短波長 ($0.8\text{--}0.9\mu\text{m}$) で最大 $\sim 0.2''$ に悪化しているが、他は目標性能 (FWHM $\sim 0.15''$) を満たしている。歪曲収差は視野端で -1.24% (樽型) であり、設計解 (A)-1, (A)-2 と比べて小さくなっているが、これはリレー系の全長が長くなり、これに伴いコリメーター内のレンズパワー配分が分散されたことが効いている。

分光時の性能評価を (A)-1 の場合と同様に行った。Fig. 5.11 には格子本数 160 本/mm、ブレイズ角 35° の合成石英製グリズムによる検出器上でのスペクトルの広がりを示している。

結像性能は、Fig. 5.12 に示した通り、波長端・視野端の一部で RMS スポット直径が最大 $0.23''$ に肥大するが、特に画角 $6'$ 以内ではほぼ目標性能を満足する。

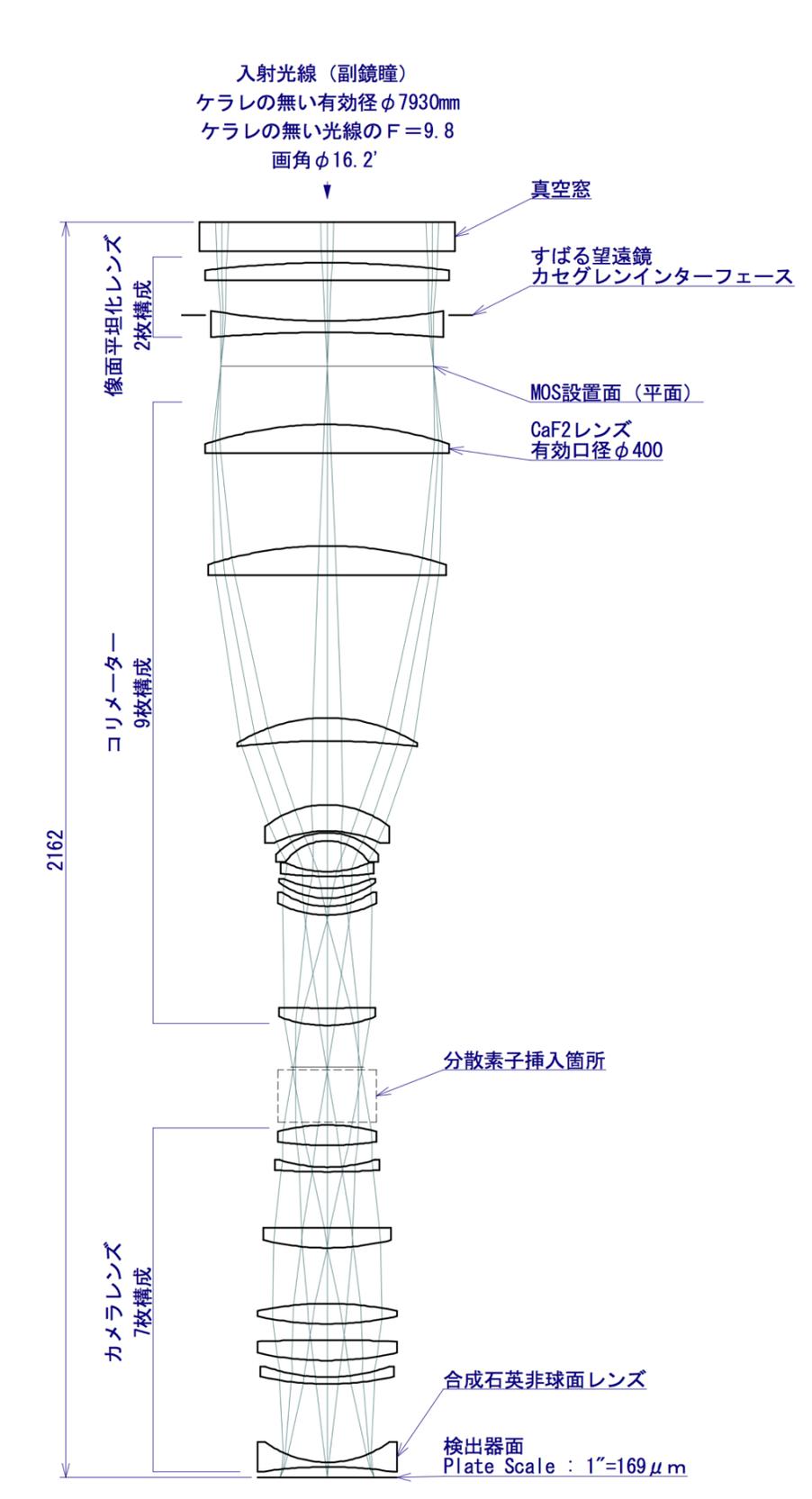


Figure 5.8: (B)-2 (望遠鏡光学パラメータ変更あり、平面化レンズあり) の場合の光路図

5.2. 広視野近赤外線観測装置 光学系検討

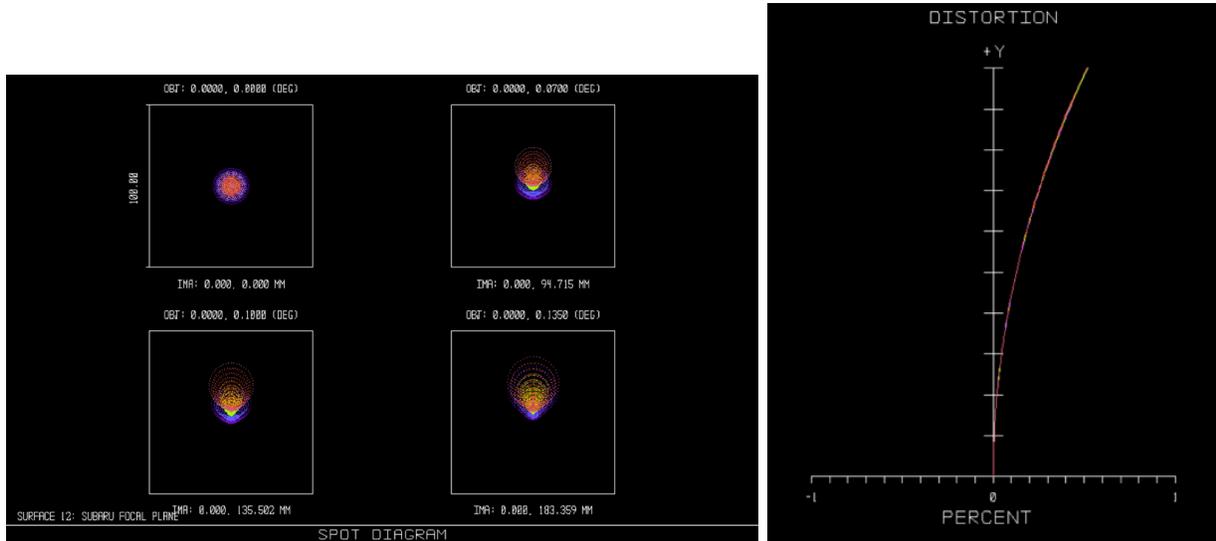


Figure 5.9: (左) (B)-2 の MOS マスク設置面でのスポットダイアグラム。(右) (B)-2 の MOS マスク設置面での歪曲収差。

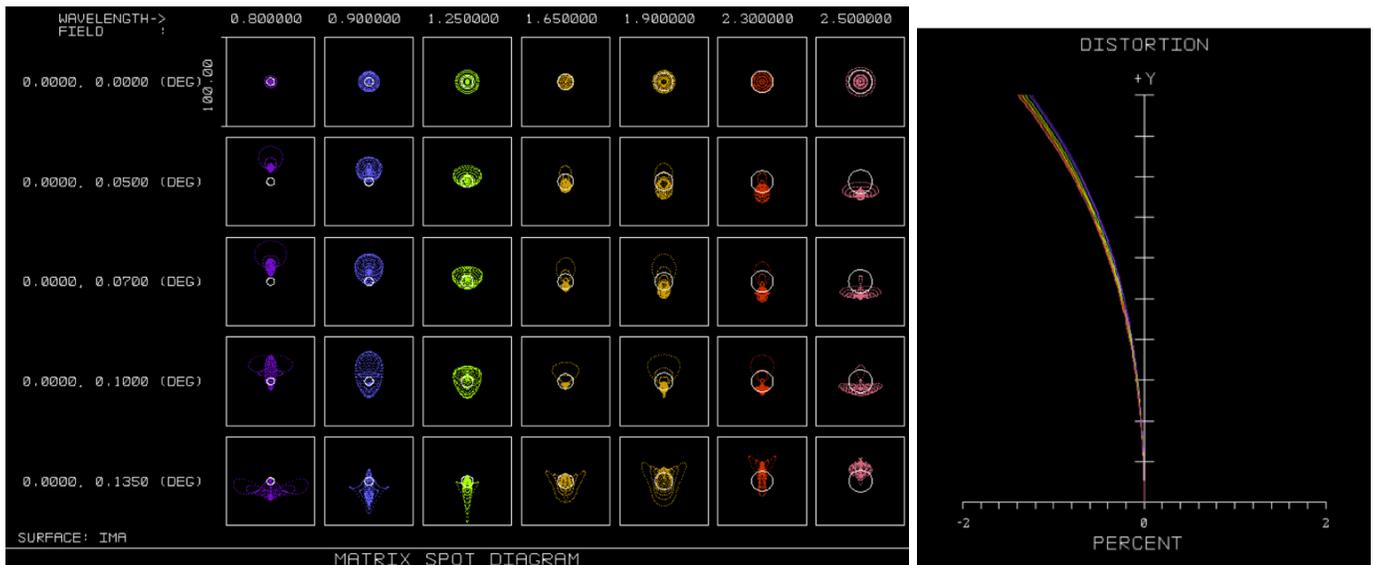


Figure 5.10: (左) (B)-2 の検出器面でのスポットダイアグラム。入射角 0–8.1' の 5 箇所の視野を縦に並べ、0.8–2.5 μm の 7 波長を横に並べてプロットしてある。各々を囲う四角は検出器上の 100 μm で、天球上での 0.59'' に相当する。結像性能は図中の左下の視野 8.1'・波長 0.8 μm の RMS スポット直径が 0.2''、視野 6'、波長 0.8 μm で 0.16''、視野 6'、波長 0.9 μm で 0.19'' であるが、その他は全て目標の 0.15'' 以下に収まっている。(右) (A)-1 の歪曲収差。視野端で -1.24%(樽型) になっている。

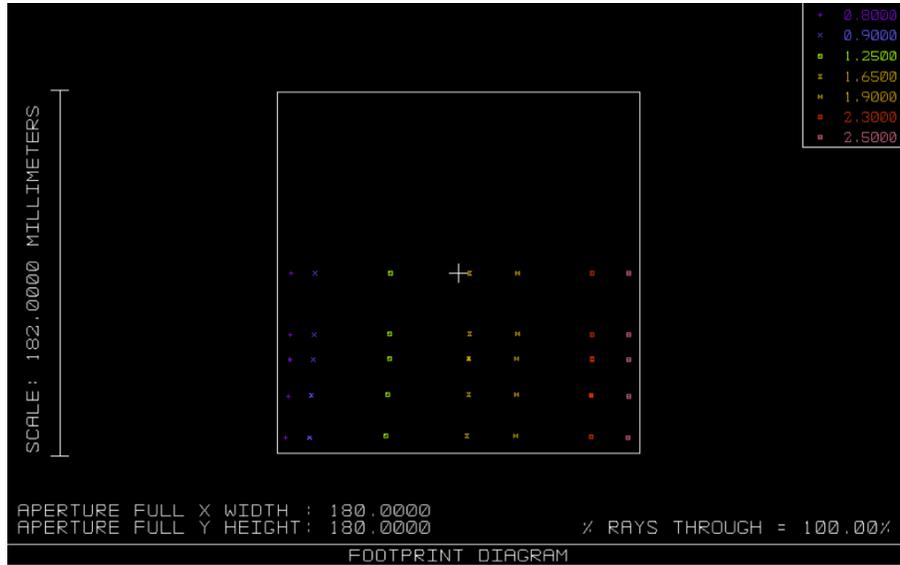


Figure 5.11: (B)-2 の分光像結像位置。Fig. 5.4 と同様であるが、矩形は 180mm 角を表している。グリズムは格子本数 160 本/mm、ブレイズ角 35° の合成石英製のものを仮定している。

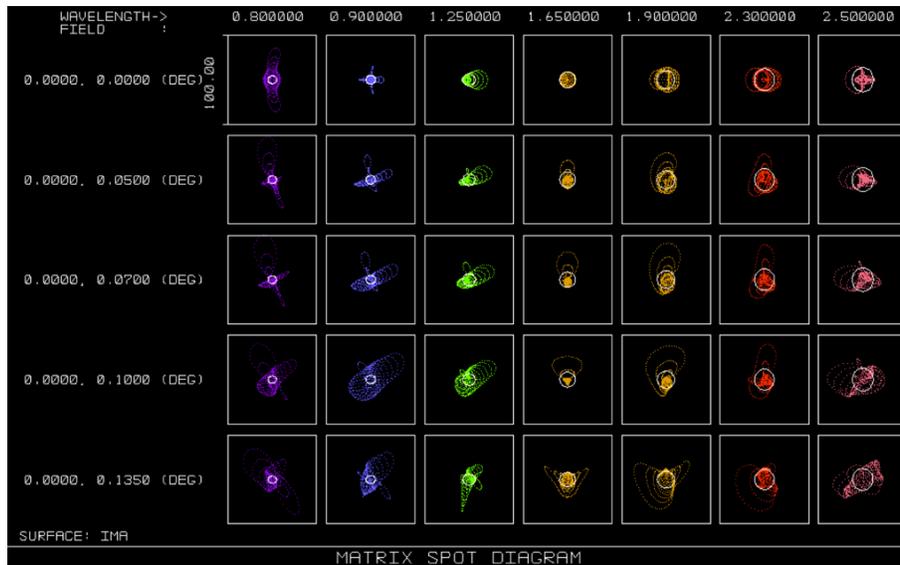


Figure 5.12: (B)-2 の分光時スポットダイアグラム。短波長側は $0.8\mu\text{m}$ 全体がやや悪く、RMS スポット直径 $0.17\text{--}0.18''$ 、視野 $6'$ 、波長 $0.9\mu\text{m}$ で $0.2''$ 、長波長側は波長 $2.3\text{--}2.5\mu\text{m}$ の視野 $6'$ よりも外で徐々に悪くなり、 $0.2\text{--}0.23''$ に肥大する。その他は概ね目標の $0.15''$ を満足する。

5.2.4 広視野装置光学系検討:まとめと今後の検討課題

- 今回の検討により、光学設計の観点から、すばる望遠鏡カセグレン焦点における近赤外線観測装置として、直径 13' を超える視野を達成する設計が可能であることが示された。特に望遠鏡副鏡のパラメータを変更した新たな副鏡を製作する場合には、直径 16' でも高い結像性能を有する設計解があることが分かった。
- H4RG-15 を使用する場合のプレートスケールは 1 pixel 0.08'' (A-1 の場合)– 0.09'' (B-2 の場合) で、H4RG (15 $\mu\text{m}/\text{pix}$) 1 個でカバーされる天球上の面積は 29.7–36.7 arcmin² である。4 個の H4RG を焦点面に配置した場合、カバーされる視野は約 120 arcmin²–145 arcmin² となる。
- 検出器面上での歪曲収差は装置全長に依存している。現在の設計は真空窓から検出器まで 2.16m で、現状のすばる望遠鏡で光路を折り曲げずにカセグレン焦点に搭載できるサイズである。
- 光学系点数が多いため、スループットを維持するためには AR コートの品質が十分高いことが求められる。大きな光学エレメントの AR コートの実現性について調査が必要である。
- このような超広視野の近赤外線装置を実現できるかをさらに検討するためには、
 - 重量
 - MOS 交換機構、あるいは面分光機構との兼ね合い
 - 分散素子の仕様、性能
 - 視野分割の可能性

などを調査、検討することが必要である。

5.3 その他の観測装置機能

GLAO は望遠鏡の作る PSF を広い視野にわたって改善するものであり、幅広い種類の観測装置に恩恵をもたらさう。広視野近赤外線観測装置だけでなく、多様な観測モードに合わせた観測装置を検討することが、可変副鏡による AO を考える上で重要である。Chapter 2 で検討された科学的課題からの要求を参照すると、以下のような観測機能、装置の検討が必要と考えられる。

- **面分光機能:** 銀河のようなひろがった天体についてその内部構造を分解して観測できる面分光は、今後さらにその重要性が高まっていくものと考えている。すばる望遠鏡では、PI タイプ装置である京都三次元分光器 2 号機 (Kyoto 3D-II) が可視域での面分光装置 (マイクロレンズアレイ、ファブリペロー) として活躍してきた (なお、Kyoto 3D-II は AO188 と組み合わせて $0.6\mu\text{m}$ より長い可視光波長域での AO 観測をはじめつつある)。近赤外線での面分光機能はこれまですばる望遠鏡にはなかったが、MOIRCS に面分光機能を追加するアップグレード計画が進行中である。これらの現在進んでいる面分光装置開発を発展させ、特に GLAO の特長を活かした、視野内で複数の天体について面分光を行う機能を有した装置を検討すべきであると考えている。
- **可視光 AO:** Section 3.1 で見たように、GLAO では可視光でも一定の像質改善が期待できる。これを活かした観測装置を実現できるか、検討が必要である。
- **熱的赤外線:** $> 2\mu\text{m}$ の波長域での観測では、地球大気および望遠鏡/観測装置の熱的雑音が支配的である。副鏡を可変式にした AO では、従来の別途可変形鏡を導入する AO に比べて、光学系の点数を減らすことができるので、結果的に熱的赤外線での観測の感度を向上させると期待できる。
- **高空間分解能:** 可変副鏡による観測で、高い Strehl Ratio で高空間分解能を実現する装置は、必要な光学系が広視野観測装置とは大幅に異なるので、広視野装置とは分けて検討を進めるのがよいであろう。視野は GLAO より狭いが高い補償性能を達成する MCAO (Multi-Conjugate AO) を実現するためには、2 枚以上の可変形鏡が必要である。可変副鏡を導入した上で、ナスミス焦点にも可変形鏡を置いて MCAO を行う可能性が検討課題となる。

Chapter 6

Development Plan

6.1 プロジェクトのスタートにあたり

すばる望遠鏡は日本の天文学コミュニティの望遠鏡である。従って、すばる望遠鏡次世代 AO はその天文学コミュニティのニーズを十分反映させて設計、製作するべきである。一方、すばる望遠鏡は自然科学研究機構国立天文台が運営している。そのため、国立天文台全体の将来計画の一部としてすばる次世代 AO は推進されなければならない。

2012 年現在、すばる望遠鏡では超広視野主焦点カメラの立ち上げが進められている。また、数物科学研究機構を中心として、超広視野主焦点ファイバー分光器計画が始められた。一方、国立天文台は超大型光学赤外線望遠鏡、TMT 計画のパートナーとして参画している。このような状況の中で、すばる望遠鏡の次世代赤外線装置と平行して次世代 AO 計画が立ち上げつつある。この装置計画は日本の光赤外天文学コミュニティを代表する SAC の将来装置構想に提案されていたものである。

すばる望遠鏡の最大の特徴は、主焦点超広視野装置である Supreme Cam、FMOS、そして 2012 年中にコミッションが開始する Hyper Supreme Cam、計画が進行中の PFS である。さらにカセグレン焦点には FOCAS、MOIRCS がある。これらの観測装置をつかった経験およびデータの蓄積は貴重である。また、すばる望遠鏡は、他の 8m クラス望遠鏡とは違い、主焦点装置を搭載できるような堅牢かつ安定した望遠鏡構造を持っている。2020 年代には、30m クラス望遠鏡が台頭し始めるため、8m クラス望遠鏡の集光力と角度分解能だけでは競争していくことができない。これらの点を考慮し、次世代 AO および赤外線装置検討グループは広視野を第一のキーワードとしてきた。その結果、第一候補として GLAO と広視野近赤外線撮像・(面)分光装置を次世代装置として挙げた。TMT の黎明期、JWST 等の宇宙望遠鏡時代において、この装置提案は十分な競争力と連携力があり、他の地上 8~10m クラス望遠鏡における次世代補償光学および赤外線装置との競争と住み分けが可能であると期待される。

本検討報告書の第 2 章では、広い観点からみた次世代 AO および赤外線装置による、今後発展するであろうサイエンスケースの提案を集めた。次世代 AO および装置仕様に対する要求の重要な資料である。引き続き、様々なサイエンスケースについて議論を深めていくべきである。

一方、AO の性能シミュレーションと目標性能、装置の概念検討を進め、非常に初歩的な装置仕様および装置開発計画を考案しつつある。

本章はその計画の概要について述べていく。

6.2 開発体制

2011 年初めにすばる望遠鏡次世代 AO 検討ワーキンググループが活動を開始した。主要なメンバーは国立天文台ハワイ観測所、東北大学などである。隔週でミーティングを開催し議論を続けてきた。また、平行してすばる望遠鏡次世代赤外線装置の検討も進めてきた。この 2 つの活動を支えているのはほとんど同じメンバーである。ワーキンググループの構成を表 6.1 に示す。

このワーキンググループが核となり、日本の天文学研究者、海外の研究協力者を加えながら、装置開発プロジェクトを立ち上げていくことになる。開発予算の獲得に向けて、体制作りは大変重要な課題であると認識している。第 2 章のサイエンスケースを執筆してくださった方々は、今後とも大切な研究協力者である。

科学研究費基盤研究 S で進めているすばる望遠鏡赤外線撮像、多天体スリット分光器 (MOIRCS) のアップグレードを進めているグループメンバーの何人かがこのワーキンググループに参加していることは、次世代観

測装置検討にとり、重要な意味をもつ。また、東京大学が進める TAO プロジェクトの近赤外線観測装置のメンバーの本原氏のこのワーキンググループへの参加もよい連携といえよう。

さらに、特に同じマウナケアに望遠鏡がある Gemini Observatory は、2005 年に GLAO の概念検討を実施した経験がある。そのときの検討メンバーは貴重な人材といえるであろう。また、CFHT も独自の GLAO 計画を推進中である。GLAO に関連する開発要素を協力しながら進めることが可能であると期待している。

6.3 開発経費

次世代 AO および観測装置の暫定的な基本仕様をもとに、開発経費の概算を少しずつ進めてきた。開発経費全体に閉める割合が大きい重要なコンポーネントは可変副鏡、レーザーシステム、波面センサーシステム、制御計算機、望遠鏡（ソフトウェアを含む）の改造・改修費用、観測装置光学機械系、観測装置用検出器、人件費である。過去の実績（望遠鏡改修、装置開発）と経験、他プロジェクトの情報、製造メーカーとの初期的な交渉などをベースに、現時点での経費見積を表 6.2 に示す。

6.4 開発予算

ワーキンググループは開発および製作の予算の獲得についても議論を続けてきた。文部科学省・日本学術振興会の科学研究費助成事業のいくつかの κατηγοリーを吟味し、前節に見積もった概算経費に匹敵する予算規模であるのは以下の 2 つである。

- 特別推進研究
 - － 国際的に高い評価を得ている研究であって、格段に優れた研究成果をもたらす可能性のある研究（期間 3～5 年、1 課題 5 億円程度を応募総額の上限の目安とするが、上限、下限とも制限は設けない）
- 新学術領域研究（研究領域提案型）
 - － 研究者又は研究者グループにより提案された、我が国の学術水準の向上・強化につながる新たな研究領域について、共同研究や研究人材の育成等の取り組みを通じて発展させる（期間 5 年、単年度当たりの目安 1 領域 1 千万円～3 億円程度）

ワーキンググループではこれらの予算カテゴリーと次世代 AO および赤外線観測装置計画がどのように適合するか検討をした。我々は、特別推進研究は予算の上限がないが、1 課題 5 億程度というガイドラインと経費の概算見積が大きくかけ離れているためリスクは高いという意見にまとまった。また、新学術領域研究は予算規模は近いが、カテゴリーが目指す目的に合致するためには、次世代 AO と新赤外線観測装置で拓ける新しい学術研究領域について明確な提案をし、そのためのしっかりとした研究組織・体制作りが必要であり、その方針で今後の検討を進めていくべきであるという共通認識を得た。

| 役割 | メンバー |
|--------------|----------------------|
| ワーキンググループ代表 | 岩田、早野 |
| サイエンスケース | 児玉、岩田、秋山、田中、寺田 |
| 観測シミュレーション | 美濃和、岩田 |
| 補償光学検討 | 早野、大屋、服部（雅）、高見、高遠 |
| 補償光学シミュレーション | 大屋、秋山、大野 |
| 観測装置検討 | 岩田、本原、寺田、田中、服部（亮）、西村 |
| 望遠鏡インターフェース | 友野、瀧浦、白田、西村 |
| すばる望遠鏡幹部 | 有本、大橋、西村、白田 |

Table 6.1: 次世代 AO ワーキンググループメンバーとその役割

6.5. 開発計画とスケジュール

| 主要項目 | 経費 |
|------------|----------------------|
| 可変副鏡 | 5~10 億円 |
| レーザーシステム | 1~2 億円 × 4 = 4~8 億円 |
| 波面センサーシステム | ~0.5 億円 × 7 ≒ 3.5 億円 |
| 制御計算機 | ~0.2 億円 |
| 望遠鏡改造・改修 | 15~25 億円 |
| 観測装置 | 5~15 億円 |
| 人件費 | ~2 億円 (延べ 5 人 × 5 年) |
| 合計 | 34.7~63.7 億円 |

Table 6.2: 主要な経費見積の概算

6.5 開発計画とスケジュール

すばる望遠鏡次世代 AO と新赤外線観測装置のファーストライトは TMT が到来する前に実現し、サイエンス的なインパクトをもたらすことを目指したいと考えている。TMT のサイエンス運用の開始は最新情報によると 2021 年である。我々のスケジュールを逆算すると以下ようになる。

- 2020 年 サイエンス運用開始
- 2019 年 エンジニアリングファーストライト
- 2017~2019 年 組立・試験
- 2016~2018 年 製造
- 2016 年 3 月 最終設計レビュー
- 2014~2015 年 詳細設計
- 2014 年 3 月 基本設計レビュー
- 2013~2014 年 基本設計および開発検討
- 2013 年 概念設計レビュー

今年度は feasibility study およびプロジェクトの立ち上げ期であり、概念設計を推進し、来年度の科学研究費新学術領域研究への応募を目標としている。また今年度末には概念設計レビューを実施し、計画の方向性などを審査する。2013 年度は基本設計を開始する。このときに必要な経費は大変小さい。予算の獲得状況によっては、重要な技術要素のプロトタイピングができるとういと考えている。2013 年度末には基本設計レビューを実施し、設計方針、実現性などについて吟味・審査をする。その審査に合格した後は、詳細設計に入り、2 年後の 2015 年度末に最終設計レビューを実施する。このレビューを経て、本格的な製造が開始される。製造が完了したコンポーネントを順に、組立および試験をし、2019 年に総合試験およびエンジニアリングファーストライトに到達する予定である。その後、1 年の調整を終えて、サイエンス運用を開始する。スケジュール表を図 6.1 に示す。ただし、上記のスケジュールは理想的かつ最速の想定であり、また予算獲得、設計の進捗で、適宜変更を強いられるものである。

6.5. 開発計画とスケジュール

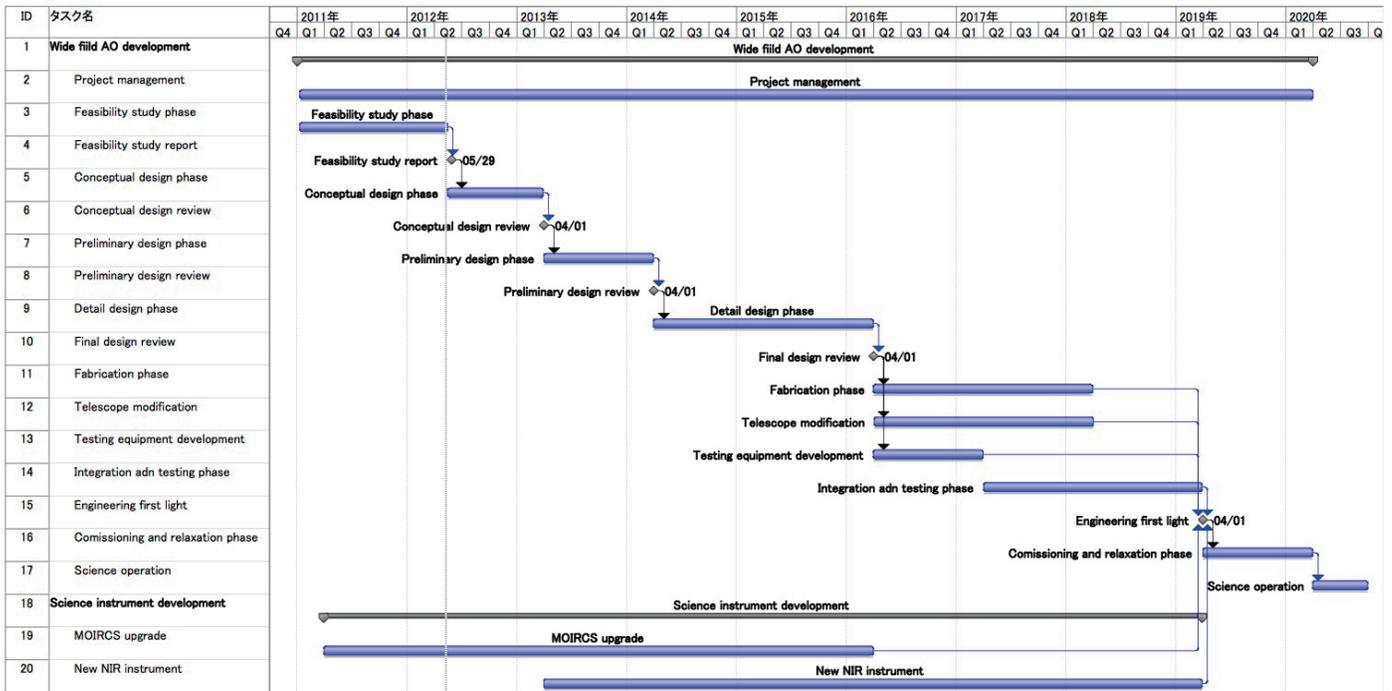


Figure 6.1: 開発スケジュール

Chapter 7

Action Items

すばる望遠鏡次世代 AO ワーキンググループでは 2011 年初頭から次世代 AO の検討を開始し、本検討報告書にまとめられた各種の検討を進めてきた。今後次世代広視野 AO をすばる望遠鏡の将来計画として正式に位置づけ、プロジェクトを進めていくためには、さらなる具体的な検討を必要とする。以下では、今後 1-2 年程度の短期的スパンで早急に進めていくべきと考えているアクションアイテムを記述する。

7.1 キーサイエンスの検討

GLAO はシーイングを改善するので、多様な観測に恩恵をもたらさうものであるが、本計画を実現するにあたっては、GLAO の実現によってしか成し得ない、ユニークなサイエンスを掲げ、明確な目標として設定することが必要であると考えられる。これまでの検討では、銀河進化の激動期である $z = 1 - 3$ の時代の銀河を、優れた空間解像力で多数観測し、今まで見えていなかった銀河内部の構造を多様な対象銀河について調べ、統計的な議論を行うことで現在に至る銀河進化を解明することがキーサイエンスとして考えられているが、今後は、どのような対象 (銀河の種類、明るさ) を、どの程度の数 (検出限界をどこに設定するか)、どのように (広帯域撮像、狭帯域撮像、スリット分光、面分光) 観測することが必要なのか、といったより具体的な検討を進め、キーサイエンスとして明確な提案を行うことが求められる。

7.2 システムデザインとデザインレビュー

本検討報告書に続いて、システムデザインを進める必要がある。システムデザインの主目的はキーサイエンスをはじめそれぞれのサイエンスケースを達成するための必要な GLAO システムおよび観測装置の実現可能性を検討することである。システムデザインに含まれる検討項目は以下の通りである。

- **サイエンスケース:** 本検討報告書に述べられたサイエンスケースをさらに深く検討をして、キーサイエンスといういくつかの柱を立てる。また、次世代広視野 AO および新赤外線装置はあらゆるサイエンスケースに対応することのできる汎用性の高いシステムであるため、まだ提案されていないサイエンスケースの洗い出しも平行して進めることが必要である。ただし、システムデザイン報告書とは別の文書にするのがよいであろう。
- **要求仕様:** サイエンスケースを遂行するために必要なサイエンス要求仕様の項目をリストアップする。光持つとしては、視野の広さ、天体の密度、観測波長帯域、撮像時の空間分解能、分光時の波長分解能、感度などである。その項目をもとにして、補償光学系と装置の仕様を抽出する。観測遂行のシミュレーションから望遠鏡、補償光学系、装置などの運用に対する要求を抽出する。最終的に、サイエンス要求仕様書、システム要求仕様書にまとめていく予定である。
- **プロジェクトマネジメント:** 人員体制、スケジュール、コストなどの検討、見積、管理などを明確にしていく作業が必要である。システムデザインを進めていく人員体制は、執行責任メンバーとして、早野 (マネジメント、AO システム)、大屋 (サブマネジメント、AO シミュレーション)、児玉 (サイエンス)、岩田 (新装置、観測シミュレーション)、白田 (望遠鏡インターフェース) が中心となる予定である。そして、現在の次世代 AO ワーキンググループメンバーのサポート、アウトソーシングなどを利用することになる。

- **次世代広視野 AO の技術検討:** 可変副鏡、レーザー、波面センサー、リアルタイム制御系、トモグラフィアルゴリズムなどの広視野 AO に必要な要素技術の検討が必要である。VLT の可変副鏡を製作中の Microgate と相談して、すばる望遠鏡用の可変副鏡の製作可能性、望遠鏡インターフェースなどの初期検討を始めている。サイズ、光学特性、素子数などの基本仕様の確定、可変副鏡製作における蓄積された技術実績、設計実績の応用可能性などを検討する。また、レーザーについては、ESO が TOPTICA および MPBC と共同で開発した光ファバーレーザーを念頭に、技術的な詳細確認、望遠鏡インターフェース検討を開始している。それ以外の要素技術は ELT 用の検討、他の次世代 AO 検討およびテストベッドなどで十分検討が進められており、リスクは高くないと考えている。
- **次世代広視野 AO に対応した新装置の検討:** 広視野 AO の能力を活かすためには、その特長を十分に利用した装置と組み合わせることが本質的に重要である。Chapter 5.2 で、視野直径 13–16 分角の近赤外線カセグレン装置の光学系の基礎的なデザイン検討結果を報告した。光学系の成立性にはよい見通しが得られているが、重量、サイズがすばる望遠鏡カセグレン焦点に適合する範囲に収められるかを評価する必要がある。また、現在のカセグレン焦点では AG/SH ユニットが視野を限定しているが、これを撤去し、新装置に適合した焦点部とすることになる。このために必要な望遠鏡改造の項目を調査することも求められる。また、面分光機能は今後可視・近赤外線観測装置において極めて重要な要素である。特に GLAO と組み合わせた面分光機能を広い視野内の多数の天体に対して同時に行うことができれば、極めて強力な観測機能を実現できると期待される。面分光機能については、現在 MOIRCS のアップグレードで実装が計画されており、次世代装置へのテストベッドとなることが期待される。一方で多数の面分光ユニットを焦点面に配置する機構の概念検討を進めることが必要である。さらに、可視光装置 (FOCAS の後継機)、熱的赤外線装置など、GLAO の特長を活かした装置の可能性の検討を進めたい。ハワイ観測所外からの装置提案があれば歓迎する。

システムデザインは外部レビューをもって終了する。レビューは 2013 年中に実施する目標である。

7.3 システムデザイン後の予定

システムデザインレビューを通過すれば、基本設計 (Preliminary Design) へと進む。システムデザインと平行して、予算獲得努力を進める。2013 年度開始の外部資金申請については、AO の新しい要素技術を中心に提出することを想定している。システムデザインレビュー後には、本格的な予算獲得にむけて、外部資金申請 (2014 年度開始)、fund raise (研究開発協力者の募集) などへと動き出す予定である。