2020年代の光赤外天文学
将来計画検討報告書

光赤外天文学将来計画報告書編集委員会

平成28年8月20日



2020 年代の光赤外天文学。主要な科学的研究対象の概念図及び主要観測装置を示す。

表紙・口絵の画像の出典について

風神雷神図（ふうじんらいじんず）： 表紙（右下）に使用したのは数ある風神雷神図の中で最も有名な俵屋宗達筆による屏風画（江戸時代（17 世紀）、京都建仁寺所蔵、国宝）。天候をつかさどる風神・雷神に、晴天と豊穣な観測天文学の成果創出を祈念する、という趣旨です。尚、著作権については消滅しており、使用に際して許可の必要はないことを確認済です。

SPICA と TAO の画像についてはそれぞれ SPICA プリプロジェクト、東京大学 TAO プロジェクトより、また矮小銀河 IC1613 の画像は国立天文台・田中賢幸氏にご提供いただきました。その他、使用した画像は以下から取得させていただきました：

http://www.esa.int/Our_Activities/Space_Science/Planck/History_of_cosmic_structure_formation
http://subarutelescope.org/Pressrelease/2014/01/27/j_index.html
http://www.subarutelescope.org/Pressrelease/2015/07/01/index.html
https://www.cfa.harvard.edu/news/su201231
http://www.nasa.gov/vision/universe/watchtheskies/swift_multimedia.html
http://annesastronomynews.com/photo-gallery-ii/galaxies-clusters/arp-220-2/
http://apod.nasa.gov/apod/ap080104.html
http://astrobiowalk.gsfc.nasa.gov/more3p4.html
http://www.ir.isas.jaxa.jp/AKARI/topics/20141219_FISAllSkyMap/index-j.html
http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/psmt/
http://www.jasmine-galaxy.org/index-ja.html
http://microdevices.jpl.nasa.gov/capabilities/optical-components/coronagraph-occulting-masks.php
http://gopira.jp/sym2015/208_miyata.pdf
http://astro.s.kanazawa-u.ac.jp/~yonetoku/hiz-gundam/
http://www.ir.isas.jaxa.jp/SPICA/SPICA_HP/feature.html
http://subarutelescope.org/Gallery/gallery_images/dome_subaru1_s.jpg
http://www.tmt.org/gallery/photo-illustrations
http://www.nasa.gov/press-release/nasa-introduces-new-wider-set-of-eyes-on-the-universe
http://www.techinsider.io/thirty-meter-telescope-hawaii-protests-2015-10
http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/~iwamuro/Kyoto3m/T01.gif
http://subarutelescope.org/Gallery/gallery_images/sn11_m.jpg
http://www.naoj.org/Pressrelease/2013/08/04/j_index.html
http://subarutelescope.org/Pressrelease/2012/04/11/j_index.html

お断り： 本冊子版では、都合により第 2 章以降白黒で印刷されております。図の理解には電子版（フルカラー）をご覧いただければと思います。

目 次

第 1 章 Executive Summary **11**
1.1 我々の将来計画の要旨 11
1.2 2020 年代以降の主要な科学的課題 13
1.3 スペース将来計画の推進 19
1.3.1 戦略的中型計画 SPICA 19
1.3.2 公募型小型計画について 19
1.3.3 小規模プロジェクトの推進 20
1.3.4 まとめと 2030 年代に向けて 20
1.4 地上将来計画の推進 22
1.4.1 TMT 22
1.4.2 すばる望遠鏡 22
1.4.3 大学主導の望遠鏡 23
1.4.4 全体像 23
1.4.5 まとめ 24
1.5 我が国の取るべき道 26
1.5.1 天文学・宇宙物理分野全体および関連分野の動向 26
1.5.2 地上とスペース：我が国の光赤外分野の取るべき道 27
1.5.3 分野横断・連携の考え方 27
1.5.4 国際連携の考え方 28
1.5.5 若手研究者の育成や技術継承に関する考え方 29
1.5.6 2030 年代への展望 29

第 2 章 将来計画検討活動について **31**
2.1 本検討書の意義と目的 31
2.2 編集体制 31
2.2.1 編集委員会 33
2.2.2 サイエンス検討班 33
2.2.3 スペース計画班 33
2.2.4 地上計画班 34
2.2.5 編集事務局 34
2.3 活動履歴 35

第 3 章 次世代光赤外天文学のサイエンス **37**
3.1 サイエンス検討班の活動経緯 37
3.2 宇宙論・構造形成 39
3.2.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 39
3.2.2 宇宙論研究のこれまでの発展と今後の方向性 40
3.2.3 宇宙の加速膨張の起源 41
3.2.4 光赤外の宇宙論サーベイで探る初期宇宙の物理 49

3.2.5 宇宙の構造形成の物理およびダークマターの性質 52
3.2.6 将来計画の仕様 57
3.2.7 班員構成、担当 58
3.3 巨大ブラックホールと活動銀河核 61
3.3.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 61
3.3.2 科学的背景 62
3.3.3 活動銀河核の諸構造 63
3.3.4 母銀河との関わり 67
3.3.5 巨大ブラックホールの宇宙論的進化 71
3.3.6 必要な将来装置 76
3.3.7 班員構成、担当 77
3.4 初代天体と再電離 80
3.4.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 80
3.4.2 背景 81
3.4.3 初代星 82
3.4.4 初代銀河 84
3.4.5 再電離 90
3.4.6 必要な将来装置 94
3.4.7 班員構成、担当 94
3.5 銀河進化と構造形成 98
3.5.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 98
3.5.2 今後の方向性 99
3.5.3 星形成の物理 99
3.5.4 ハッブル系列の起源 106
3.5.5 宇宙の構造形成に伴う銀河進化 108
3.5.6 ダークマターと銀河間ガス 110
3.5.7 系統誤差 112
3.5.8 班員構成、担当 114
3.6 銀河系・局所銀河群 119
3.6.1 今後の方向性 119
3.6.2 銀河系中心・バルジ 119
3.6.3 円盤構造 123
3.6.4 ハロー構造 124
3.6.5 矮小銀河 130
3.6.6 初期世代星と化学進化 134
3.6.7 局所銀河群の構造と進化 136
3.6.8 班員構成、担当 138
3.7 銀河系・近傍銀河の星生成と物質進化 142
3.7.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 142
3.7.2 銀河の星生成率の多様性を生む物理条件を探る 143
3.7.3 銀河のガス・ダスト進化を探る 148
3.7.4 銀河の磁場の進化を探る 152
3.7.5 2020 年代における近傍銀河の観測的研究 154
3.7.6 班員構成、担当 155
3.8 星間物質 159
3.8.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ 159

3.8.2 原始惑星系円盤内の物質を題材とするサイエンス . . . 160
3.8.3 ダスト凝縮・核形成に関する物理パラメータの決定を目的とするサイエンス . . . 164
3.8.4 晩期型巨星の星周ダストの形成および化学／鉱物学的進化の観測的理解 . . . 166
3.8.5 水・有機物の探査とその生成・進化過程の観測的理解 . . . 169
3.8.6 必要とする望遠鏡、装置のまとめ . . . 172
3.8.7 班員構成、担当 . . . 173
3.9 恒星物理 . . . 175
3.9.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ . . . 175
3.9.2 2020 年代の恒星物理研究 . . . 175
3.9.3 質量放出の理解 . . . 177
3.9.4 連星進化の理解 . . . 181
3.9.5 元素の起源の理解 . . . 185
3.9.6 班員構成、担当 . . . 190
3.10 星惑星系形成 . . . 192
3.10.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ . . . 192
3.10.2 今後の方向性 . . . 193
3.10.3 個々の星の誕生過程および質量決定 . . . 195
3.10.4 集団としての星生成 . . . 196
3.10.5 惑星系形成の黎明 . . . 198
3.10.6 ガス惑星の形成 . . . 202
3.10.7 残骸円盤 — 地球型惑星形成期以降の星周環境 . . . 204
3.10.8 惑星分布から探る形成過程 . . . 206
3.10.9 原始惑星系円盤における有機高分子の成長 — 生命系形成の黎明 . . . 207
3.10.10 まとめ . . . 208
3.10.11 班員構成、担当、および謝辞 . . . 208
3.11 系外惑星 . . . 213
3.11.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ . . . 213
3.11.2 初めに . . . 214
3.11.3 若い惑星・褐色矮星（自己放射天体）の観測的研究 . . . 214
3.11.4 系外惑星科学 . . . 218
3.11.5 ハビタブル惑星 . . . 222
3.11.6 まとめ . . . 226
3.11.7 班員構成、担当 . . . 227
3.12 太陽系天体 . . . 230
3.12.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ . . . 230
3.12.2 太陽系の起源と進化 . . . 231
3.12.3 生命の起源と普遍性の探求 . . . 236
3.12.4 太陽系天体の多様性: 現在の太陽系の理解 . . . 241
3.12.5 まとめ . . . 246
3.12.6 班員構成、担当 . . . 247

第 4 章 スペースプロジェクト 251
4.1 スペース計画検討班の活動経緯 . . . 251
4.1.1 概要 . . . 251
4.1.2 活動経緯の要旨 . . . 251
4.2 世界の光赤外天文学の来し方：スペース編 . . . 253

4.2.1 なぜ衛星で赤外線観測をするのか？ . . . 253
4.2.2 これまでの赤外線天文衛星（1）2000 年以前 . . . 253
4.2.3 これまでの赤外線天文衛星（2）2000 年以降 . . . 254
4.2.4 これからの赤外線天文衛星／ JWST . . . 256
4.3 SPICA . . . 258
4.3.1 概要 . . . 258
4.3.2 銀河進化を通しての重元素と星間塵による宇宙の豊穣化 . . . 259
4.3.3 生命居住可能な世界に至る惑星系形成 . . . 262
4.3.4 ミッションデザイン . . . 264
4.3.5 他波長・他計画とのシナジー . . . 266
4.3.6 体制と準備状況 . . . 270
4.4 JASMINE . . . 272
4.4.1 JASMINE 計画の概要 . . . 272
4.4.2 「小型 JASMINE」の科学目的とサイエンス成果が与えるインパクト . . . 273
4.4.3 「小型 JASMINE」の科学目標・ミッション要求 . . . 273
4.4.4 「小型 JASMINE」の世界的位置づけ・国際協力 . . . 276
4.4.5 「小型 JASMINE」の研究領域（光赤外天文学分野）内での位置づけ . . . 276
4.4.6 「小型 JASMINE」のシステム要求と仕様案 . . . 276
4.4.7 「小型 JASMINE」の観測手段 . . . 278
4.4.8 「小型 JASMINE」のデータ解析方法 . . . 278
4.4.9 「小型 JASMINE」の主要キー技術とその位置づけ . . . 278
4.4.10 「小型 JASMINE」の検討、開発の進捗状況 . . . 280
4.4.11 「Nano-JASMINE」の進捗状況と国際協力 . . . 280
4.4.12 「小型 JASMINE」の体制 . . . 281
4.4.13 準備状況と今後について . . . 281
4.5 WISH . . . 282
4.5.1 WISH 計画の目的と意義、位置づけ . . . 282
4.5.2 WISH の目指すサイエンス . . . 284
4.5.3 WISH システム概要 . . . 289
4.5.4 WISH 広視野撮像システム . . . 290
4.5.5 WISH 望遠鏡システム . . . 291
4.5.6 WISH 衛星システム . . . 292
4.5.7 WISH 熱解析 . . . 293
4.6 WFIRST . . . 295
4.6.1 概要 . . . 295
4.6.2 WFIRST 仕様、科学目的、研究手段 . . . 296
4.6.3 国内外のステータスと相手先との合意の現状 . . . 298
4.6.4 日本の貢献と技術的な準備状況及び開発のシナリオ . . . 299
4.7 Euclid . . . 301
4.8 EXZIT . . . 302
4.8.1 概要 . . . 302
4.8.2 背景 . . . 302
4.8.3 科学目的 . . . 304
4.8.4 研究領域内での位置づけ . . . 306
4.8.5 観測装置の概要 . . . 307
4.8.6 主要キー技術の開発状況 . . . 309

4.8.7 開発体制 . . . 310
4.8.8 準備状況 . . . 310
4.8.9 国際情勢 . . . 310
4.8.10 関連するミッション . . . 310
4.9 HiZ-GUNDAM (High-z Gamma-ray bursts for Unraveling the Dark Ages Mission) . . . 312
4.9.1 ミッションの目的 . . . 312
4.9.2 科学的背景とミッションの概要 . . . 312
4.9.3 ミッション機器 . . . 314
4.9.4 様々な突発天体の追観測 . . . 318
4.9.5 他の天体を用いた初期宇宙観測との相補性 . . . 319
4.9.6 国内外の関連研究動向と今後の戦略 . . . 320
4.9.7 ワーキンググループメンバー . . . 320

第 5 章 地上プロジェクト 323
5.1 地上計画検討班の活動経緯 . . . 323
5.1.1 班員 . . . 323
5.1.2 活動経緯の要旨 . . . 323
5.2 世界の光赤外天文学の来し方：地上編 . . . 324
5.2.1 我が国におけるこれまでの主な望遠鏡プロジェクト . . . 324
5.2.2 地上の大型望遠鏡の動向 . . . 329
5.3 TMT . . . 334
5.3.1 概要と科学目的 . . . 334
5.3.2 TMT の主な仕様 . . . 334
5.3.3 TMT の性能と観測プログラム . . . 337
5.3.4 実行グループ、今後のスケジュールと日本の役割 . . . 337
5.3.5 国内の他の計画との関連 . . . 339
5.3.6 海外の類似計画との区別化 . . . 339
5.3.7 関連ホームページ . . . 339
5.4 すばる望遠鏡の将来計画 . . . 341
5.4.1 現行観測装置 . . . 341
5.4.2 将来装置計画 . . . 341
5.4.3 Prime Focus Spectrograph (PFS) . . . 342
5.4.4 広視野補償光学システム / ULTIMATE-SUBARU 計画 . . . 345
5.4.5 2020 年代にむけた装置プラン . . . 349
5.5 TAO . . . 351
5.5.1 計画概要 . . . 351
5.5.2 サイト . . . 351
5.5.3 観測装置 . . . 355
5.5.4 他計画との関係 . . . 356
5.5.5 望遠鏡時間 . . . 356
5.5.6 スケジュール . . . 357
5.6 京大 3.8 メートル望遠鏡 . . . 358
5.6.1 京大 3.8 メートル望遠鏡仕様 . . . 358
5.6.2 主な研究課題と観測装置 . . . 359
5.6.3 TMT などの大型計画との関係 . . . 360
5.7 南極中口径望遠鏡 (AIRT) . . . 362

5.7.1 概要 362
5.7.2 科学的目的 362
5.7.3 望遠鏡と観測装置仕様 363
5.7.4 大型計画との関連 364
5.7.5 外国の状況と国際協力 364
5.7.6 スケジュール 365
5.8 広島大 SGMAP 計画 366
5.8.1 概要と科学的目的 366
5.8.2 計画内容と装置仕様 366
5.8.3 SGMAP サーベイ計画の概要 367
5.8.4 SGMAP によるサイエンス 368

第1章　Executive Summary

1.1　我々の将来計画の要旨

可視光・赤外線波長域には、恒星や惑星等の様々な天体からの放射のピークがあり、また様々な原子や分子による吸収線や輝線が集中している。従って光赤外天文学は、宇宙の構造の基本となる恒星や銀河、宇宙の物質循環を担う星間ガスおよび星間塵（ダスト）、生命発生の場所としての惑星および惑星系などの研究に本質的な役割を果たす。

我々は 2020 年代に光赤外天文学が取り組むべき優先課題を大きく次の三つのテーマに分けて整理した：

課題 1. 宇宙の加速膨張とダークエネルギー／ダークマターの解明： 宇宙が如何にして生まれ、時空はどのように進化してきたのか？これは天文学の根幹に関わる大問題である。宇宙の時空と構造の進化は、宇宙の加速膨張をもたらしているダークエネルギーと、宇宙の大規模構造を形成し銀河の形成と進化に本質的な役割を果たしているダークマターによって支配されてきたと考えられている。2020 年代の光赤外天文学の重要課題の一つは、ダークエネルギー／ダークマターの性質を探り、その正体を解明することである。このためには、広天域かつ深い銀河撮像・分光サーベイを遂行し、重力レンズ効果、バリオン音響振動、赤方偏移ゆがみ効果、銀河のクラスタリング統計量などの統計観測量を高精度で測定することが必要である。

課題 2. 物質宇宙の多様性とその進化の解明： 前述のダークエネルギー・ダークマターに支配された宇宙の中で、物質の多様な階層構造（恒星やブラックホール／銀河・活動的銀河核／銀河団・大規模構造）が、恒星と星間物質の間の物質循環を通じて進化してきたことが分ってきた。2020 年代には、初代星・最初の銀河の形成、巨大ブラックホールと銀河成長の関係、環境効果と銀河形態の発現、銀河内での様々な質量の恒星の形成や恒星からの質量放出メカニズムを解明することなどが重要な課題となる。そこで我々は、各種天体の起源および宇宙における物質循環の解明に焦点を当てて、遠方から近傍まで様々なスケールでこれらの課題に取り組んでいく。遠方宇宙においては、広天域撮像・分光サーベイによる遠方銀河の統計的研究と共に、特徴的な高赤方偏移天体についてこれまでになく深い観測を地上超大型望遠鏡および赤外線スペース望遠鏡で行う必要がある。銀河系（天の川銀河）・近傍銀河についても広天域撮像・分光サーベイにより大量の恒星サンプルを観測すると共に、地上超大型望遠鏡および赤外線スペース望遠鏡による物質循環の現場の高空間分解能・高波長分解能観測が必要である。

課題 3. 惑星系形成および進化の解明と宇宙における生命の探査：近年、我々の銀河系にある多くの恒星の周りで実に多様な惑星系が誕生したことがわかってきた。生命は惑星で生まれる。これからの光赤外天文学が進めるべき重要課題は、地球外で生命に関連する物質や現象をとらえること、および惑星系の形成を理解し、太陽系を始めとする惑星系の多様性の起源を探ることである。2020 年代には、ハビタブルゾーンを含む原始惑星系円盤の内側領域や誕生直後の惑星の観測的理解を進めると共に、地球型系外惑星の検出と特徴付けに取り組む。このためには地上超大型望遠鏡による高空間分解能・高コントラスト観測、赤外線スペース望遠鏡による中間・遠赤外線観測、そしてスペース望遠鏡による重力マイクロレンズ系外惑星探査と高コントラスト撮像観測が必要である。

これらのことから、我々は上記科学的課題を達成するための観測手法に関するキーワードを以下のように整理した。

- **地上／スペース広天域高感度撮像・分光サーベイ**
- **地上超大型望遠鏡による超高空間分解能・超高感度撮像・分光観測**
- **赤外線スペース望遠鏡による超高感度撮像・分光観測**

これらの科学的課題と観測手法の関係を図 1.1 に示した。今回の将来計画検討においては、遠大な長期的将来展望よりもむしろ、近未来である 2020 年代に実現されることを期待する比較的具体的な観測手法（地上・スペースの望遠鏡・観測装置）を識別することに重点を置いた。検討の結果、これらの科学的課題の解決のためには、以下の観測手法の実現が必須であると結論する。即ちスペースにおいては、次世代赤外線天文衛星 SPICA の実現を最優先で推進する。地上においては、超大型可視・赤外望遠鏡 TMT の完成、及びすばる望遠鏡の次期観測装置の整備と戦略的運用を推進する。

さらに、スペースに於いては宇宙科学ロードマップにおける公募型小型計画・小規模プロジェクトの枠組みを活用し提案していくと同時に、気球・観測ロケット・超小型衛星実験を適切に実施していく。地上においては東京大学の TAO・京都大学 3.8 m 望遠鏡等、大学主導の望遠鏡を連携して運用していく。また他波長分野の将来計画とも強く連携協力を進める。これらの活動を総合し光赤外コミュニティの掲げる三大課題の達成を図ると共に、人材育成と技術継承をも図っていく。このためには、地上とスペースという観測手法の両輪の垣根を超えた実施体制の構築が必要である。今後は大学と宇宙科学研究所・国立天文台等大学共同利用機関の連携を強化する具体的な仕組みを整備して行くことが望まれる。

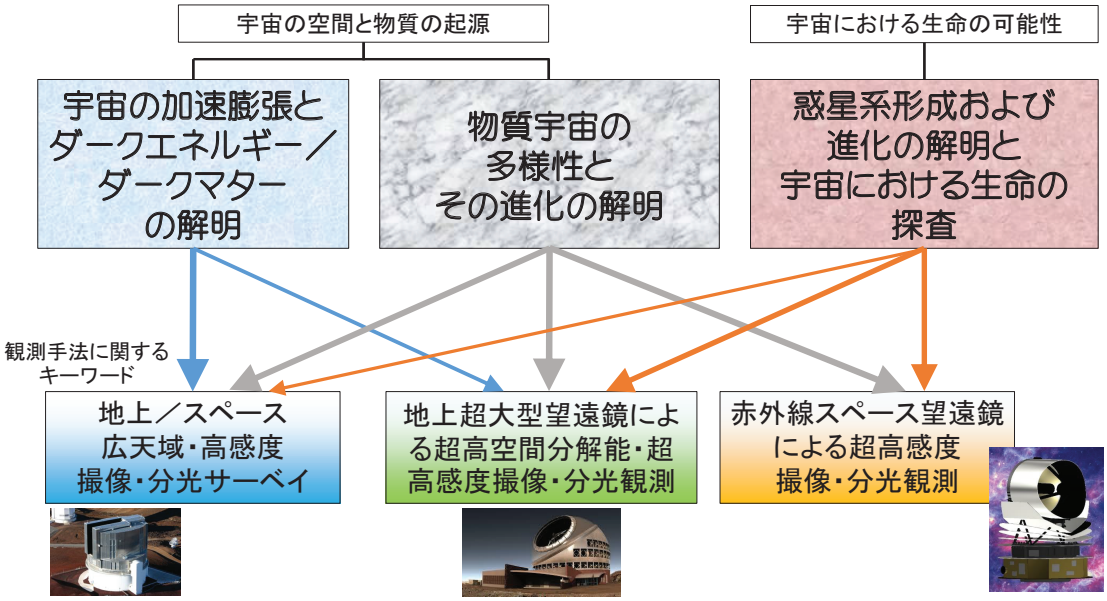


図 1.1: 2020 年代に光赤外天文学が取り組むべき優先課題（三大課題）と、各サイエンステーマ毎の主要課題との関係、および主要な観測手法に関するキーワードとの関係。JAXA 宇宙科学研究所が各コミュニティからの工程表を基にとりまとめている、宇宙科学・探査ロードマップの主要二大課題「宇宙の空間と物質の起源」、「宇宙における生命の可能性」との関係も図示している。

1.2 2020 年代以降の主要な科学的課題

私たちの生きるこの宇宙はどのようにして生まれ、進化し、現在の姿となったのだろうか。この先どうなるのだろうか。そして、私たち人類は、宇宙の中でどのような位置を占めるのであろうか。

天文学は私たちの生きるこの宇宙の仕組みを理解し、人類のよって立つところを明らかにしようとする学問である。21 世紀に入り、スペースと地上におけるさまざまな大型観測施設の稼働と軌を一にして、天文学は急速に発展しつつある。宇宙は四次元時空連続体をなし、その中での物質は複雑な相互作用を通じて進化し、現在の多様で豊かな物質宇宙を生み出した。多様で複雑な宇宙を理解するためには、さまざまな時間・空間スケールにおいて、多彩な観測手段によって観測を推進していくことが必須である。そして、パッチワークを埋めていくように個々の未解決問題の解明を進め、その全体像を徐々に明らかにしていくことになる。

可視光・赤外線には、恒星や惑星からの放射のピークがあり、多様な原子・分子線が集中している波長域である。従って光赤外天文学は、宇宙の構造の基本となる恒星や銀河、星間空間の電離ガス・分子ガスおよび星間塵（ダスト）など宇宙の物質循環を担う物質、生命発生の場所としての惑星および惑星系などの研究に本質的な役割を果たす。

サイエンス検討班では、太陽系から宇宙論に至るまで、天文学のほとんど全分野において 2020 年代に光赤外天文学に求められるサイエンステーマを検討した。近年の天文学の爆発的な発展を反映し、重点的に取り組むべきサイエンステーマは非常に多岐にわたっており、それぞれについて詳しい検討が行われた。検討結果の詳細は第 3 章に譲ることとして、ここではそれらの概要を述べる。我々はテーマ間の相互の関連に重点をおき、2020 年代に光赤外天文学が取り組むべき優先課題を大きく次の三つのテーマに分けてまとめることにした。

- **宇宙の加速膨張とダークエネルギー／ダークマターの解明**
- **物質宇宙の多様性とその進化の解明**
- **惑星系形成および進化の解明と宇宙における生命の探査**

以下でそれぞれのテーマについて重要課題の概要を説明する。

1 宇宙の加速膨張とダークエネルギー／ダークマターの解明

宇宙が如何にして生まれ、どのようにその時空を進化させてきたのかは、天文学の根幹に関わる大問題である。2020 年代の天文学・物理学における最重要課題の一つは、言うまでもなく、ダークエネルギー／ダークマターの解明である。宇宙の加速膨張が明らかとなった現在、これを生じせしめているエネルギーをダークエネルギーと呼んでいる。これまでの様々な観測が明らかにしたところによれば、宇宙のエネルギーの実に 70%程度がダークエネルギーであり、物質は（エネルギーに換算して）30% 程度しか占めていない。しかも、その物質の大半はダークマターであり、通常物質は全エネルギーの 5% に過ぎないのである。しかし、現時点では、宇宙のエネルギーの大半を占めるとされるダークエネルギーの正体は不明である。これが、一般相対性理論における宇宙項なのか、あるいは何らかのエネルギーであるのか、一般相対性理論が銀河団を超えたスケールで何らかの修正を要する結果なのかといったことさえ、明らかとなっていない。一方、ダークマターは、膨張する宇宙の中で物質の大規模構造を作り、銀河形成とその進化に本質的な役割を果たしてきたと考えられる。ダークエネルギーと競合しつつ宇宙の進化を担ってきたはずであり、その実在は揺るぎないと考えられているが、未だに正体は明らかではない。

ダークエネルギーの最も大きな影響は宇宙の大きなスケールでしか見えてこないため、大規模な宇宙観測を行い、宇宙の物質分布の宇宙論的進化を詳細に明らかにすることが、その正体に迫る最重要手段となる。ダークマターについては、その正体の解明には素粒子実験が大きな役割を果たすことが期待されているが、ダークマターの分布や性質を明らかにし、宇宙の構造形成との関わりを解明するには、やはり大規模な宇宙観測が不可欠である。宇宙の大規模な構造とその進化を広い赤方偏移範囲にわたって

深く詳細に追うことは、可視光・赤外線以外の他波長では実行することが困難であり、この分野における光赤外天文学の果たす役割は極めて大きい。

2020 年代の光赤外天文学に課された大きな使命は、ダークエネルギー／ダークマターの正体に迫るために、広天域かつ深い銀河撮像・分光サーベイを遂行することである。これにより、重力レンズ効果、バリオン音響振動、赤方偏移ゆがみ効果、銀河のクラスタリング統計量などの統計観測量を高精度で測定することによって、ダークエネルギーの性質が解明され、ダークマターの空間分布の詳細が明らかになることが期待される。また、ダークマターの一部を担うニュートリノが宇宙の大規模構造形成に及ぼす痕跡を探索し、ニュートリノの質量を測定することも可能となる。同じデータを用いて、宇宙の曲率、原始パワースペクトル形状、断熱原始ゆらぎ初期条件からのずれなどを探っていくことも重要である。より挑戦的な課題であるが、地上超大型望遠鏡により宇宙膨張を直接に計測することは一つの大きな転機となろう。こうした研究により、宇宙の誕生とその進化という「宇宙の枠組み」に関する理解を深めていくことが 2020 年代の光赤外天文学に課された大きな課題である。本テーマに於けるサイエンス課題と我々の将来の取り組みの概念図を図 1.2 に示す。

2 物質宇宙の多様性とその進化の解明

ダークエネルギー／ダークマターの解明のための宇宙観測と言えども、その観測対象は銀河や恒星など、通常の物質から構成される構造である。宇宙観測による精密宇宙論を追求すればするほど、物質宇宙の物理がもたらす各種のバイアスの深い理解が必要となってくる。ダークエネルギーとダークマターに支配された宇宙の中で、物質の相互作用が作り出した多様な構造を理解し、その起源と進化を解明することは古くから天文学の主要テーマであり、2020 年代になすべき重要課題は依然数多く存在する。

中でも「天体の起源」、すなわち、現在の物質宇宙の基礎となる「天体」の出自に迫ることが、2020 年代の光赤外天文学に課された喫緊の課題であると言える。最初の天体がどのようなもので、どうやって形成されたのか、その形成進化が最初の銀河形成にどのようにつながっていくのか、それらが宇宙全体

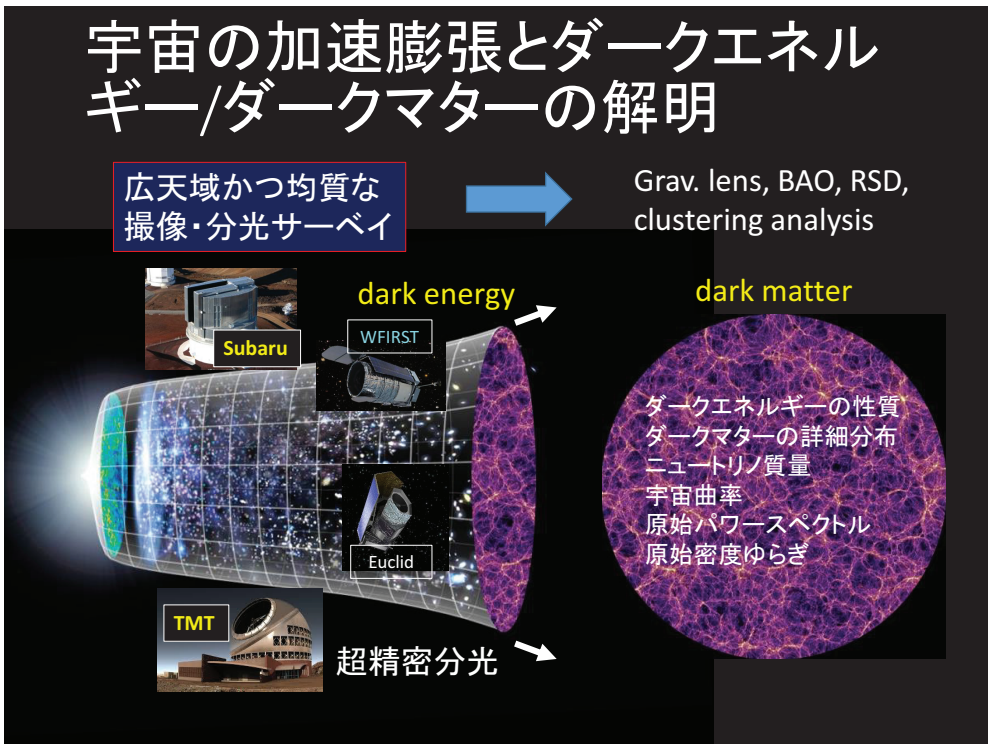


図 1.2: 主要テーマ「宇宙の加速膨張とダークエネルギー／ダークマターの解明」の概念図。

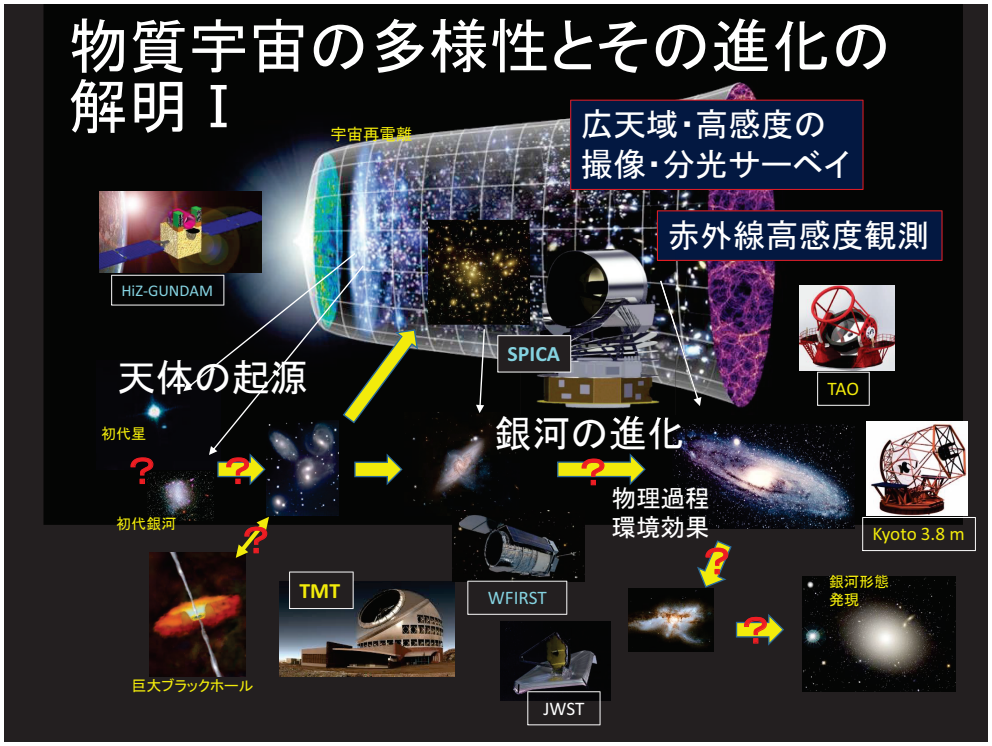


図 1.3: 主要テーマ「物質宇宙の多様性とその進化の解明」（その１）の概念図。

の環境にどのような影響を及ぼし、宇宙を再電離するに至ったのか。現在、あまねく宇宙に存在する銀河およびそれらの中心に存在する巨大ブラックホールはどのように形成され、進化してきたのか。私たちの住む天の川銀河はどのような進化の歴史をたどってきたのか。銀河の中の星形成と恒星の進化、それらが宇宙の物質循環に果たす役割はいかなるものなのか。惑星・惑星系の誕生と生命の起源に迫ることができるか。2020 年代の光赤外天文学は、このような宇宙における多様性の起源と物質進化に関わる多くの謎の解明に切り込み、解き明かしていくことが期待される。

宇宙で最初に生まれた恒星、いわゆる初代星はどういったものでどのようにして生まれたのか。そして、最初の銀河は如何にして形成されたのか。天体の起源の根本とも言うべきこの研究テーマの進展に、2020 年代の光赤外天文学は本質的な役割を果たすであろう。2020 年代には、$z \sim 10$–20 といった高赤方偏移でのガンマ線バースト（GRB）残光や重力レンズ効果などを用いて初代星の形成環境を調べることにより、初代星団もしくは初代銀河の姿を明らかにすることが重要となる。また、地上超巨大望遠鏡による GRB やクエーサーなどの深い近赤外撮像・分光によって宇宙の再電離史の解明が進むことが期待される。

銀河の進化は、星間物質と恒星、銀河中心核等の高エネルギー天体が織り成す非線形な過程が支配する複雑なものである。その個々の過程は未だ十全に理解されているとは言い難い。銀河中の星形成、星形成活動と銀河の形態の間にある密接な相関関係、銀河形態の発現、多くの銀河中心核に存在する巨大ブラックホールがどのように形成され、進化したのかなど、未解明の問題は数多くある。こうした問題に、銀河の根幹となる恒星系と星間ガスの観点から取り組む手段を与えるのは光赤外天文学をおいて他にない。これまで同様、2020 年代においても、広天域銀河撮像・分光サーベイによる統計的な研究とともに地上超巨大望遠鏡、赤外線スペース望遠鏡による高赤方偏移天体の深い観測を行うことが必須である。銀河はその周囲の環境と相互作用し、そうした環境効果によっても影響を受ける。遠方での銀河団や銀河群といった高密度環境での銀河の観測を進め、環境効果と銀河の形態発現の関係を明らかにするとともに、銀河団の形成過程を探ることも重要である。

銀河の中で繰り広げられる星形成活動や物質循環の詳細を明らかにするには、銀河系（天の川銀河）と近傍銀河の詳細観測を、遠方銀河の観測と同時に進めていく必要がある。銀河系は、我々に最も近い銀河であり、個々の恒星、大小さまざまな星間雲に分解して観測できるため、銀河という複雑なシステムを詳細な構造成分に分解して研究するためには格好の対象である。しかしながら、私たちがその中に取り込まれているため、銀河系の全体像を把握することは容易ではない。近傍銀河の観測は銀河の全体像と詳細を知ることができるため、銀河系の観測とは相補的である。銀河の形成過程を解明し、質量集積過程とダークマターの関与を明らかにするには、近傍銀河をサンプルとした詳細観測が欠かせない。2020 年代の光赤外天文学は、銀河系・近傍銀河のそれぞれの構成成分に分解した観測を進めることにより、銀河系中心の巨大ブラックホール、銀河ハロー、近傍矮小銀河、局所銀河群の動力学構造、銀河の星生成の物理条件と銀河のガス・ダスト進化といったテーマに重点的に取り組むべきであろう。そのためには、広天域撮像・分光サーベイによる銀河系・近傍銀河の大量恒星サンプルの観測、地上超大型望遠鏡および赤外線スペース望遠鏡による高空間分解能・高波長分解能観測が必要とされる。以上のような本テーマに於けるサイエンス課題と我々の将来の取り組みの概念図を図 1.3 に示す。

銀河を構成する物質の大半は恒星に含まれ、ガスやダストなどの星間物質が取り巻いている。銀河はこれらの間の物質循環を通じて進化し、物質宇宙をより多様で豊かなものにしていく。したがって、こうした物質循環の物理に対する深い理解なしには、物質宇宙の多様性と進化を解明することはできない。2020 年代には、銀河中の物質循環の理解という観点を意識して、星間物質、星形成、恒星進化の研究を進めることが急務となろう。星間物質における物質循環にはダストが大きな役割を果たしており、ダストの形成と進化を中心に据えた星間物質の進化の解明が待たれる。星間ダストの研究には、探査機によるサンプルリターンやロケット実験等の実験天文学と、星周物質、原始惑星系円盤などの赤外線観測とのコラボレーションが新しい知見をもたらすと期待される。赤外線領域には、星間分子由来の様々なスペクトル的特徴も存在する。これを用いて宇宙空間における水・有機物の生成と進化を探ることも 2020 年代の光赤外天文学が担うべき課題である。

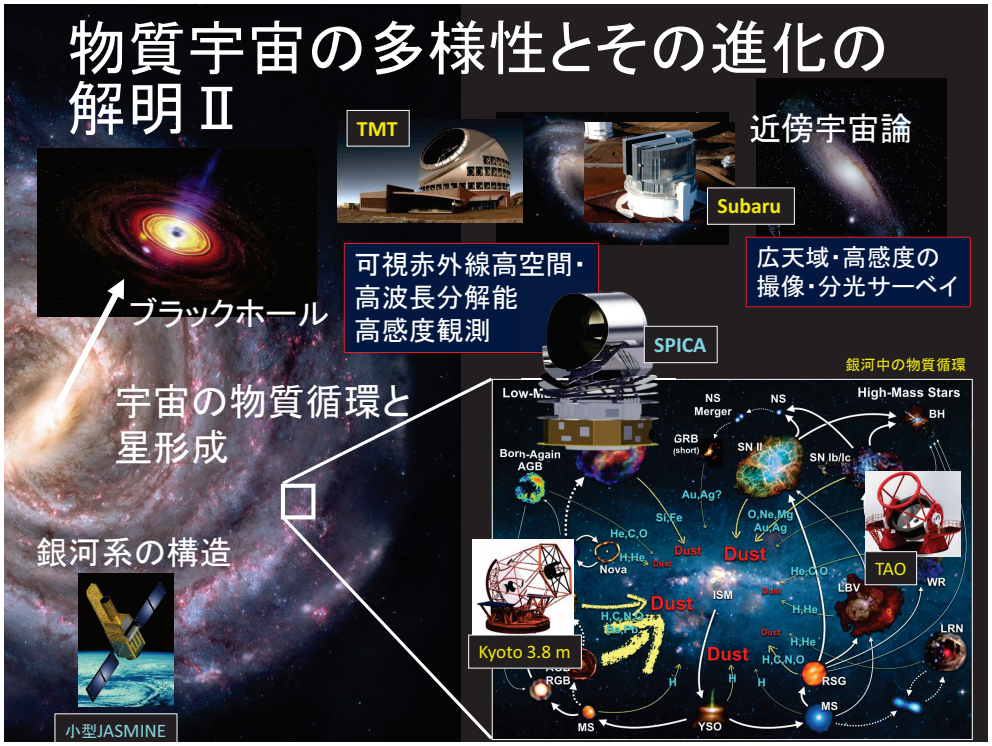


図 1.4: 主要テーマ「物質宇宙の多様性とその進化の解明」（その 2）の概念図。

星間物質が凝縮し恒星が生まれる。2020 年代には、大質量星と、褐色矮星および惑星質量天体（浮遊惑星）の形成過程に迫ることが大きなテーマとなろう。また、星の初期質量関数（IMF）の環境依存性の理解は宇宙の星形成史・金属汚染史を研究するにあたって決定的に重要である。若い大質量星は距離が遠く厚いダストに隠されているため、地上超大型望遠鏡を用いた近・中間赤外線での撮像・分光が必要である。超低質量天体については、赤外線スペース望遠鏡による超高感度観測によって、その形成進化段階を追跡することが重要となる。こうして広い質量範囲の星形成過程を明らかにしつつ、近傍銀河の高感度・高空間分解能観測によって IMF の環境依存性を調べることも 2020 年代に精力的に進めるべき課題である。

2020 年代の恒星物理研究の最重要課題は、質量放出と連星進化の理解に基づき元素の起源の理解を進めることである。恒星進化の末期における質量放出現象は、宇宙の物質循環にとって非常に重要であるにも関わらず、未だによく分かっていない。また、連星進化の最終段階である Ia 型超新星の親星はまだ解明されておらず、その理解は急務である。超新星爆発は重元素合成の現場であり、初期宇宙におけるダストの供給源と考えられているが、未だに爆発機構は未解明で、ダストの放出量もよく分かっていない。地上超大型望遠鏡による高波長分解能偏光観測、高赤方偏移超新星サーベイ、赤外線スペース望遠鏡による超高感度赤外線観測、中小口径望遠鏡ネットワークによる突発天体追跡観測、および、重力波観測・ニュートリノ観測・高エネルギー天文観測との連携などが、こうした問題に迫る有用な手段であろう。以上のような本テーマに於けるサイエンス課題と我々の将来の取り組みの概念図を図 1.4 に示す。

3 惑星系形成および進化の解明と宇宙における生命の探査

生まれたばかりの星は、その周囲に自らの材料の残滓であるガスとダストをまとっている。ここから原始惑星系円盤が形成され、惑星系が生まれる。実際、近年の系外惑星探査の急速な進歩により、銀河系においては多くの恒星の周りで惑星系が誕生したことが分ってきた。そして生命は惑星で生まれる。銀河の星が生み出してきた重元素が、その材料となっている。宇宙における生命の可能性の理解は、自然科学の最重要課題の一つであり、これからの光赤外天文学が進めるべき重要課題が、地球外で生命に関連する物質や現象をとらえること、および惑星系の形成を理解し、太陽系を始めとする惑星系の多様性の起源を探ることであるのは言うまでもない。

惑星が生まれる過程とそのメカニズムの観測的検証は、まだ始まったばかりである。2020 年代には、ハビタブルゾーンを含む原始惑星系円盤の内側領域や誕生直後の惑星の観測的理解を進めていくことが求められる。こうした目的のためには、地上超大型望遠鏡による超高空間分解能・高コントラスト観測、赤外線スペース望遠鏡による超高感度中間・遠赤外線観測が有効である。また、中小口径望遠鏡をも駆使したさまざまな観測手法で、木星型から地球型惑星のスノーライン内側から外側までの分布を完全に明らかにしていくことも、2020 年代の重要課題である。これを非常に多数の系外惑星系について行うことで、形成論に対する大きな制約が得られるだろう。

1995 年の系外惑星発見以来、急速な発展を続けてきた系外惑星の研究は、現在、より低質量、より低温の惑星へと研究の軸足が移っている。2020 年代には、ついに「地球型系外惑星」がこの研究分野のキーワードとなるであろう。地球型系外惑星の検出と特徴付けは、宇宙における生命存在可能性の理解と生命探査につながる大きな一歩である。2020 年代に精力的に取り組むべき課題であり、このためには大型スペース望遠鏡が本質的な役割を果たすであろう。また、地上超大型望遠鏡の集光力と解像力も、地球型惑星の探査と特徴付けに活躍することが期待される。

太陽系天体の多様な姿の解明は、私たちの住む世界の最も身近な天体を解明し、地球を育んでくれた太陽系の形成と進化を理解する試みである。太陽系の理解は、系外惑星・系外惑星系の理解の基礎をなすものでもある。2020 年代には、太陽系誕生時の情報を保持する彗星や小惑星の観測から、太陽系の形成過程を知ることに加え、生命の材料物質である水と有機物が、いつどこに存在したのかを明らかにすることが重要となる。また、火星の大気循環やエンケラドスの噴出ガスの調査は、生命存在可能性の議論に直結する課題である。こうした研究には地上大型望遠鏡、スペース望遠鏡を動員した可視光・赤外



図 1.5: 主要テーマ「惑星系形成および進化の解明と宇宙における生命の探査」の概念図。

線での高感度観測が必須であり、多くの場合、モニター観測が本質的理解をもたらす。また、望遠鏡を用いた天体観測と探査機ミッションとを協調させて太陽系内のさまざまな天体の観測を継続的に進めていくことも忘れてはならない。以上のような本テーマに於けるサイエンス課題と我々の将来の取り組みの概念図を図 1.5 に示す。

以上で概観した通り、宇宙論から生命までは相互に絡み合いながらひと繋がりとなっている。検討された多様な観測・研究テーマはどれも決して個々に独立したものではなく、あるテーマは別のテーマの基礎となっており、時空スケールを変えながらこのひと繋がりの宇宙の織物を解きほぐす試みである。2020 年代の光赤外天文学は、他分野と連携・協力しながら、この試みを推進していくことが望まれる。そこでのキーワードは、

- **地上／スペース広天域高感度撮像・分光サーベイ**
- **地上超大型望遠鏡による超高空間分解能・超高感度撮像・分光観測**
- **赤外線スペース望遠鏡による超高感度撮像・分光観測**

であり、このいずれをも推進すべく、観測装置を整備していくべきである。

各サイエンステーマにおける検討結果の詳細と、2020 年代に光赤外天文学が行うべき観測および必要となる観測装置に関しては、本検討書の第 3 章で詳しく述べられている。また各サイエンステーマ毎の主要課題と光赤外分野全体としての三大課題との関係、主要課題と上述した観測手法キーワードとの関係についても整理しているので、参照されたい。

1.3 スペース将来計画の推進

2006 年に我が国は赤外線天文衛星「あかり」を打ち上げ、当該分野の世界第一線に並び立つことを成し遂げはした。2020 年代以降の光赤外天文学分野の更なる発展のためには、もはや地上に留まることなくスペースからの第一線の観測を実現することが必須であることは論を待たないが、昨今の学問の進展に合わせて、天文衛星ミッションへの仕様要求はますます高度化しており、達成すべき技術の獲得と、十分な国内人員体制の構築、そして適切な国際役割分担を模索しつつ、各スペースプロジェクトをコミュニティとして推進して行かなければならない。

2015 年 2 月、宇宙研からの要望に応える形で、光赤天連は「光学赤外線分野の目標・戦略・工程表」[1] を発出した。折しも戦略的中型計画の公募が為されたこともあって、次世代赤外線赤外線天文衛星 SPICA の実現を最優先で求めるものの、事情によりその実現時期が 2030 年代にずれ込むような場合には、コミュニティとしての持続的な成果創成と人材育成の観点から、超広視野初期宇宙探査衛星 WISH（戦略的中型計画)、あるいは小型 JASMINE 等の公募型小型計画に基づいて衛星を開発し 2020 年代初頭に打ち上げることが重要な意義を持ち得る、と整理した。残念ながら 2015 年 6 月に公表された戦略的中型公募の一次選定リストには、WISH は採択されなかった。第 3 章「次世代光赤外天文学のサイエンス」に示すように、WISH の実現を必要とするサイエンス課題が数多く存在する。そこで 2030 年代に実現される次期計画の検討に、WISH の科学価値検討・ミッションの概念検討の成果を活かしていく。

一方、宇宙科学の全体状況を見るに、太陽系探査科学分野については、従来のボトムアップの探査だけではなくプログラム化された探査も進めることになり、これに呼応して天文・宇宙物理学分野においても、戦略を持ってミッション提案していく必要が生じている。このような周辺状況も鑑みて、以下に我々光赤天連としてのスペース将来計画の推進方策を述べる。

1.3.1 戦略的中型計画 SPICA

次世代赤外線天文衛星 SPICA は、「宇宙が重元素と星間塵により多様で豊かな世界になり、生命存在可能な惑星世界をもたらした過程」を解明することとして再定義された。この目的を達成するために口径 2.5 メートルで極低温冷却されたスペース赤外線望遠鏡に、中間赤外線・遠赤外線帯の最新鋭の観測装置を搭載し、Herschel や JWST(James Webb Space Telescope) 同様に、天文観測最適地である太陽－地球第 2 ラグランジュ点軌道に打ち上げて、これまでになく極めて高い感度で銀河や星惑星形成天体などの観測を行う。本ミッションは、もはや光学・赤外線天文学分野に留まらず、天文・宇宙物理学全体の最重要課題と言っても過言ではない「物質宇宙の多様性とその進化の解明」、「惑星系形成および進化の解明」に結びつく成果が期待されると共に、将来の「宇宙における生命の探査」につながる効果も期待でき、我々光赤天連コミュニティが最優先で推進するミッションに相応しいと考える。

しかしながらこれまで SPICA を日欧でプロジェクト化する段階にはなかなか至らず、その実現は 2020 年代後半と目される以上、スペースからの光赤外天文観測の経験を若手研究者に積ませる機会が別途必要であるし、スペースからの観測を実現するための様々な技術の開発・継承・発展を担う人材の育成も必要である。また光赤天連コミュニティの地上大型将来計画として TMT も推進していくが、これら SPICA や TMT といった大型計画を持ってしても覆い尽くせない科学課題の存在を認識して来た。これらの観点から、小規模プロジェクトや、公募型小型計画として位置付けるにふさわしいミッションの実現・国際プロジェクトへの参加を議論して来た。そこで以下のようなプロジェクトの実現も重視し、推進していく。

1.3.2 公募型小型計画について

2020 年代前半に於いて SPICA に直結する技術課題に取り組み、また天文衛星観測に経験を積んだ人材の育成とコミュニティによるスペースミッションを用いた科学的成果の継続的創出を図るため、公募型小型計画の

実現を重視し、SPICA の推進と同時に希求する。また将来公募型小型計画の推進チームの一部が SPICA 計画に合流することを期待する。

小型 JASMINE への支援：公募型小型計画としてこれまで光赤天連は、小型 JASMINE 計画に対して高い評価を与え支援してきたが、2014 年 2 月の小型計画の公募では、最終候補に残ることはできなかった。しかしながら、小型 JASMINE は、「物質宇宙の多様性」というトップレベル課題の重要要素の一つである「巨大ブラックホールの形成進化」を天の川銀河の中心核バルジの精密動力学的解析を通じて目指すミッションであり、我々光赤天連コミュニティが支援を続けるに相応しいミッションに変わりがなく、引き続き推進していく。

また、小型 JASMINE が科学的成果をもたらす上で、スペースアストロメトリの認知度を挙げ、かつアストロメトリというサイエンスコミュニティを分野横断的に拡げることが肝要である。この上で、2017 年末に打ち上げと目される Nano-JASMINE を実現し、成果創出までのサイクルを実施することも重要である。そしてサイエンスチームを理論や電波等他波長天文分野にも拡充していくことも必要であろう。

HiZ-GUNDAM への支援：HiZ-GUNDAM は主目的「初期宇宙における星形成・宇宙再電離・重元素合成の歴史的変遷の解明」を初期宇宙のガンマ線バースト （GRB）を光源とした X 線および近赤外線観測というユニークな手法で行うもので、最重要課題の一つ「物質宇宙の多様性とその進化の解明」に紐づいている。

公募型小型計画においては、その提案は、当該コミュニティを代表するものであることが条件として課されている。HiZ-GUNDAM は、その性格上高エネルギー天文学と光赤外線天文学の両方にまたがるため、光赤天連と高宇連の合同で「分野横断型プロジェクト推進委員会」が設置された。その答申 [2] にあるように、高宇連と光赤天連の両方において GRB や突発天体、および初期宇宙に興味のある研究者が中心となってチームを形成し、主体的に提案・推進することが適切である。また HiZ-GUNDAM の主目的達成には地上大望遠鏡による分光観測との連携が重要であるので、HiZ-GUNDAM チームと地上観測研究者との協力体制の強化を促進する。

1.3.3 小規模プロジェクトの推進

この節で取り上げる小規模プロジェクトについては、その意味するところが二通りである。即ち、まず宇宙理学委員会が募集を行う「小規模プロジェクト」（資金規模 0.5 億〜100 億）をコミュニティとしてどう位置付けるか、という問題、もう一つは観測ロケット等さらに小規模のプロジェクト群の位置づけである。前者は WFIRST への参加、後者は（今のところ）、CIBER-2 等の観測ロケット実験とソーラー電力セイル（戦略的中型ミッション（工学）の候補）の科学観測機器である EXZIT がある。

WFIRST への参加： NASA が 2024 年に打ち上げを目指す WFIRST は、「宇宙の加速膨張」、「系外惑星」、「近赤外宇宙物理」の研究を目的とした米国 National Research Council による “Astro2010 Decadal Survey” で大型衛星計画の最優先課題として位置付けられており、そこへの日本の貢献としてのコロナグラフ観測装置開発の分担 、地上観測、データ解析は我が国の光赤外研究者のプレゼンスを示す上で非常に重要である。光赤天連は、宇宙理学委員会のワーキンググループ活動及び 小規模プロジェクトの枠組みを利用した本格的な WFIRST への参入を支持し推進する。

EXZIT および CIBER-2 等のロケット実験： これらは初代星を個々の星を観測して調べることは不可能であり、拡散放射（宇宙赤外線背景放射）のスペクトルや空間揺らぎを通じて初代星の痕跡を探るものである。また類似の海外の計画として NISS （韓国）、SPHEREx （米国）がある。光赤天連は、スペースからの観測経験および必要な技術開発を通じた人材育成という観点から、これらの活動を今後も推進していく。

1.3.4 まとめと 2030 年代に向けて

以上のように光赤天連のスペース将来計画としては、次世代赤外線天文衛星 SPICA の実現を最優先として引き続き推進する。SPICA の実現は 2020 年代後半であり、2020 年代前半に公募型小型計画を実現しスペースからの観測の経験を積むことで、技術開発・人材育成を図ることが、光赤天連として必要と考える。並行して WFIRST への参加等の小規模プロジェクトを推進する。図 1.6 に光赤天連のスペース計画工程表を示す。

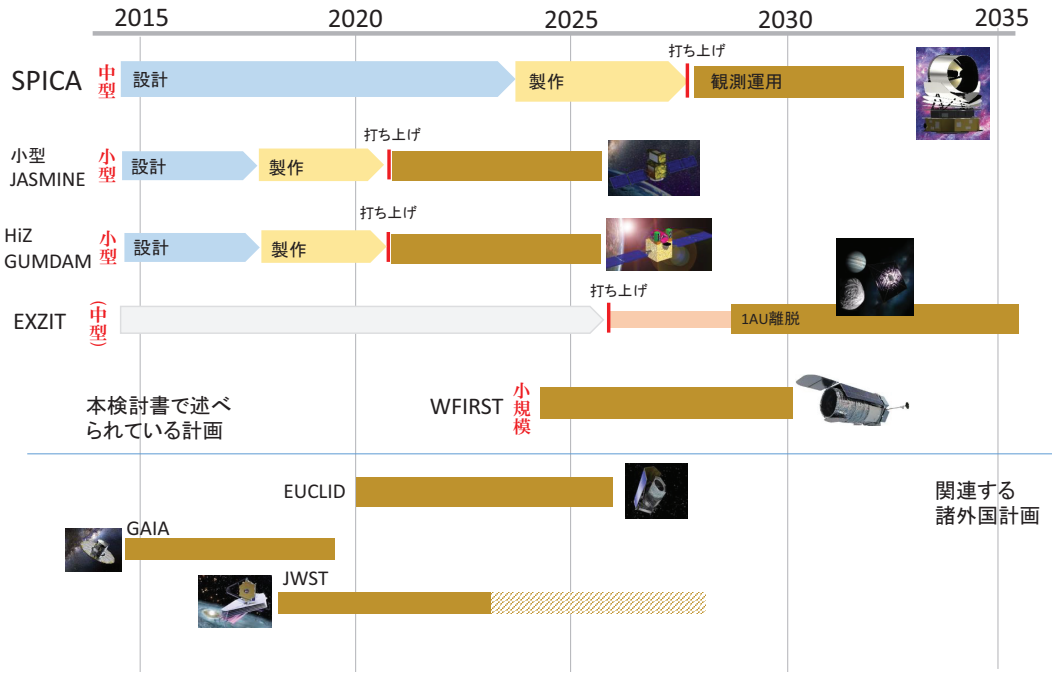


図 1.6: 光赤天連スペース計画の工程表。EXZIT はミッション本体（ソーラー電力セイル）は戦略的中型であるが、EXZIT（理学搭載機器）としては小規模プロジェクトである。

また、戦略的中型計画規模のミッションの策定には十分に時間をかける必要があることを忘れてはならない。即ち SPICA 後の基幹ミッションの概念検討活動は、2020 年代になるまで待つのではなく、速やかに開始する必要がある。

1.4 地上将来計画の推進

光赤外線の地上望遠鏡観測は 19 世紀までのヨーロッパ中心の発展、20 世紀の米国の急速な成長等、長い歴史を有するが、日本はそのなかにあって 21 世紀に入ってすばる望遠鏡を中心に一部の分野においては世界の最先端に肩を並べ、あるいは先導しつつある。地上望遠鏡計画は世界的にも日本においても依然として活発であるが、ここでは 2020 年代の日本の地上光赤外線望遠鏡計画の柱である TMT、現在の柱であるすばる望遠鏡、これらと相補的な大学の望遠鏡群に分け、まずそれぞれについての検討のまとめを記し、その後、相互の関係やスペース計画との関係も含めた全体像について検討の要旨を記していく。

1.4.1 TMT

2020 年代の日本の地上光赤外線望遠鏡計画の柱は TMT である。 8–10 m 級望遠鏡に比べ一桁大きい集光力等を活かし、天文学・天体物理学のほぼすべてのスケールにおける観測において大躍進が期待される。分光観測においては JWST などのスペース望遠鏡に勝る性能を発揮でき、補償光学によって得られる空間分解能はハッブル宇宙望遠鏡をはるかに凌ぐ、まさに 2020 年代の花形望遠鏡であり、地上計画のロードマップの柱である。2014 年度概算要求で日本における予算措置が本格的に始まったものの、総予算は国際協力で分担しあう体制とならざるをえない大変大きな規模であり、観測装置ですら数十億円規模で開発に 10 年を要する規模になることなどから、完成に至るまでの道のりはまだまだ予断を許さない。同規模の望遠鏡である GMT, E-ELT よりも早く完成させることも大変重要であり、建設母体となる国立天文台はもちろん日本の光赤外線コミュニティの力をあわせて、完成と順調な運用にむけてたゆまぬ努力を続ける必要がある。

1.4.2 すばる望遠鏡

すばる望遠鏡は現在日本の光赤外線コミュニティの柱として多くの観測装置を運用し、様々な科学的要求に応えるべく最大限に稼働して最先端の成果をあげている。とりわけ 8 m 級望遠鏡唯一の本格的主焦点は可視光から波長約 1.5 μm までの広視野観測を可能とし、他の 8 m 級望遠鏡とは差別化したユニークな機能をすばる望遠鏡に持たせている。

将来展望としては、2014 年から稼働を開始した Hyper Suprime-Cam（HSC）は現在世界的にも群を抜く可視広視野サーベイ能力を有し、国際共同プロジェクトとしてすばる戦略枠で 300 夜規模のサーベイが進んでいる。この多色サーベイからは様々な天文学・天体物理学的成果があがると期待される。2020 年代には米国を中心とする LSST 計画が進み始め、HSC の約 3 倍のサーベイ能力を有する撮像専用望遠鏡がチリで稼働を開始するが、すばる望遠鏡の北天におけるサーベイ能力世界一の座は保たれ、TMT やスペース望遠鏡を含めた他の望遠鏡と連携したサーベイはさらに進められると期待できる。すばる望遠鏡主焦点のさらなる機能強化として、多天体ファイバー分光器 Prime Focus Spectrograph（PFS）が国際協力のもと開発が推進されている。これは 8 m 級望遠鏡では圧倒的に広い視野とファイバーの本数を誇る装置であり、現在のところ世界に比肩するべき具体的な望遠鏡と観測装置はなく、2020 年代の宇宙論・銀河研究や恒星の分光サーベイにおいて多くの成果を上げることが期待できる。ULTIMATE-SUBARU は広視野補償光学を実現し、近赤外線における高感度・高空間分解能のサーベイ能力をすばる望遠鏡にもたらせようとするものである。TMT や JWST、SPICA が活躍する時代には、これらの貴重な望遠鏡で観測するにふさわしい天体を供給することがすばる望遠鏡の重要な役割の一つであり、HSC、PFS とあわせて ULTIMATE-SUBARU はまさにその役割を担うのにふさわしい観測装置の一つである。さらに HSC と PFS は可視を中心とした観測装置であり、満月の前後には有効な観測は難しいが、そこを補えるという点で ULTIMATE-SUBARU は有効である。

1.4.3 大学主導の望遠鏡

日本の光赤外望遠鏡は、岡山天体物理観測所口径 188 cm 望遠鏡から口径 8.2 m のすばる望遠鏡へ一気に飛躍できた。しかしながら 4–5 m 級望遠鏡を多数（現時点で口径 3 m 以上の地上光赤外望遠鏡は世界に 27 台）建設してきていた欧米に比べ、日本においては、中型望遠鏡がなく、頂上は高いけれども幅の狭いピラミッド構造となった。すばる望遠鏡の大成功によって光赤外コミュニティも拡大し、世界を先導する研究者を生み出したが、一方で、すばる望遠鏡の観測時間の獲得が簡単ではない厳しい状況ともなった。大学院生がすばる望遠鏡の時間を自らの力で獲得するのがたいへん難しい状況にあって、自然な動きとして、TAO、京大 3.8 m、AIRT、SGMAP が大学主導で推進され始めている。TAO は世界最高地点の天文台として新しく開く大気の窓と 6.5 m の口径を活かした赤外線観測が鍵となる。また、南天の比較的大型の望遠鏡という点に加え、サーベイ中心に移行していくすばる望遠鏡の一部の観測機能をひきつぐ面でも重要である。京大 3.8m 望遠鏡は国内初の分割鏡望遠鏡への技術挑戦や軽量安価な架台等のへの取り組みが重要な要素の一つとなっている。また完成後の機動性のある観測は国内望遠鏡群のとりまとめの役割も期待できる。AIRT は南極高地のサイトにあり、平均的に TAO のサイトを上回る高い赤外線透過率と低温環境を活かした大型望遠鏡並みの赤外線感度を有することが大きな魅力である。SGMAP は大規模偏光サーベイを計画しており、世界に似た計画がない点が売り物である。

TAO と京大 3.8 m 望遠鏡は、望遠鏡とドームの建設費を獲得、2017–2018 年頃のファーストライトをめざしている。AIRT は今後も極地研と共同で中小観測装置による様々な試験を継続する。赤外線分野で特徴のある天文学を推進するために、テラヘルツ天文グループと共に極地研に働きかけながら国際協力も視野にいれて南極天文学の流れを作っていく。SGMAP はハレアカラで稼働をしていた 2 m マグナム望遠鏡を活用しての実現を目指している。

この他、第 5 章で紹介する光赤外大学間連携で活用されている 1–2 m級望遠鏡とあわせ、2020 年代には欧米と肩を並べるとまではいかないものの、さほど遜色のない、また一部は欧米をリードする地上望遠鏡群が整備されると期待されている（図 1.7）。

1.4.4 全体像

大型・超大型望遠鏡は、数は少なく、また特に超大型望遠鏡は国際協力で観測時間を分け合うため、例えば TMT に於いて日本のコミュニティは全体の 1/4〜1/5 程度が使えるのみであるが、一方で人類の知のフロンティアとなる最先端のサイエンスを推進する大変重要な役割を多く負う。サイエンス検討班の検討結果をみても、例えば TMT に期待される 2020 年代の最先端のサイエンスは観測的宇宙論から銀河や星惑星形成、太陽系天体の研究まで、ほぼすべてのスケールの観測研究において活躍することが期待されていることがわかる。すばる望遠鏡は、特に広視野性能で TMT を補いながら、やはりほぼすべてのスケールの観測的研究で活躍が期待されており、赤外線性能に優れ、口径の点で第三番目の TAO が続いている。これらは、サイエンス班のまとめの 2020 年代のキーワード三つのうち、「地上超大型望遠鏡による超高空間分解能・超高感度観測」「地上広天域高感度撮像・分光サーベイ」を中心的に担っている。

一方で、小型望遠鏡での学生教育と機動性を活用した研究、中型大型望遠鏡でのふんだんな観測時間に基づく系統的観測・機動性のある観測あるいは長期的モニター観測研究と研究者育成は、一人あたりの観測時間の限られた大型・超大型望遠鏡とは相補的な重要な役割を負う。望遠鏡が比較的小型であったり、サイトが世界トップレベルになかったりしても、望遠鏡を連携して用いることにより、特に時間変動現象の観測においては威力を発揮する。あるいは口径が世界最大級でなくとも、ユニークな観測装置を活用したり、アイデアを試したりするためにも重要な役割を負う。サイエンス班の検討においても、京大 3.8 m、AIRT、SGMAP は時間分解能・赤外線高感度・偏光などに着目した観測を基本として目的を絞ったサイエンスで重要な成果をもたらす計画として期待されている。また、最近の約五年間運用をしてきた大学間連携の取り組みによって小型望遠鏡の連携観測の枠組み作りに成功している。現在突発現象の観測に力を発揮しつつあり、完成してくる京大 3.8 m や TAO 等との連携を加えてさらに発展していくことが期待される。

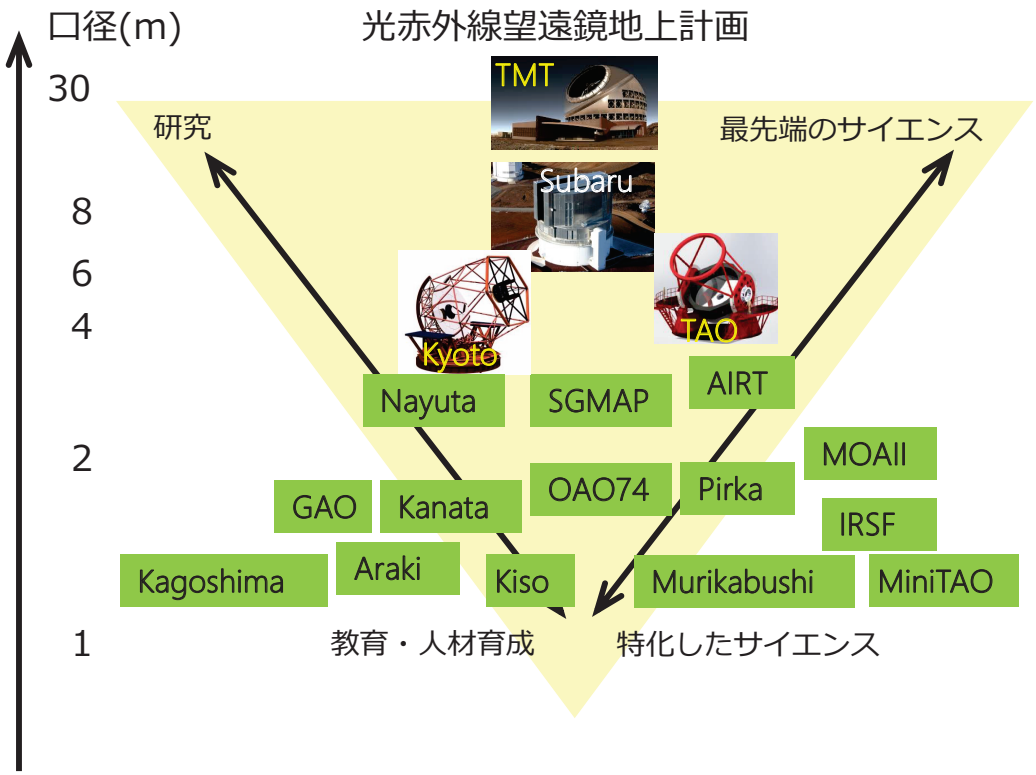


図 1.7: 光赤外地上計画。上に行くほど大計画、即ち最先端のサイエンスの守備範囲が広くなる（逆三角形）。一方若手教育・人材育成に関しては下に行くほどその機会が多い（正三角形）。

スペース計画は、最先端のサイエンスを推進することが一番の使命となることや実現のために必要なリソースや時間の規模を考慮すると、たとえ小型衛星であっても地上望遠鏡にすれば大型・超大型計画に相当する。とりわけサイエンス検討班のまとめにある 2020 年代の 3 つのキーワードのうち「赤外線スペース望遠鏡による超高感度撮像・分光観測」を担っている。地上計画とスペース計画のシナジーとしては、このような最先端サイエンスにおける相補性に加え、人材育成という観点で、気球・ロケット・超小型衛星等に加え、地上の小型・中型望遠鏡を含めた光赤外線コミュニティ全体での人材育成における連携があり、今後一層重要になってくると考えられる。

最後に地上望遠鏡の場合、1948 年完成のヘール 200 インチ望遠鏡が観測装置を更新しながら今も科学的成果をあげている例があることでもわかるように、非常に長期にわたって活躍できることも大きな特長として特記すべきことである。したがって、地上望遠鏡計画の場合、観測装置などは更新しながらも、図 1.8 のように時間的にはずっと長い期間活用されるつもりで計画されており、人材育成の観点も含め、スペース計画と相補的な関係となっている。

1.4.5 まとめ

以上、日本の光赤外地上望遠鏡計画は、TMT の建設とすばる望遠鏡の整備、中小規模望遠鏡計画の整備と連携が進んでおり、科学的な大躍進と人材育成・教育を柱に 2020 年代の日本の光赤外天文学の基幹を担っていく体制を構築しつつある。ただし TMT やすばる望遠鏡の観測装置、新中口径望遠鏡の完成までには継続的な努力と協力が必要である。また重要となる科学的テーマや技術の発達などに対応し、2020 年代あるいはさらにその先へ向けて、中小望遠鏡計画の整備や、新観測装置の製作や新技術の導入、また観測の連携などにおいても、弛みない努力を継続する必要がある。

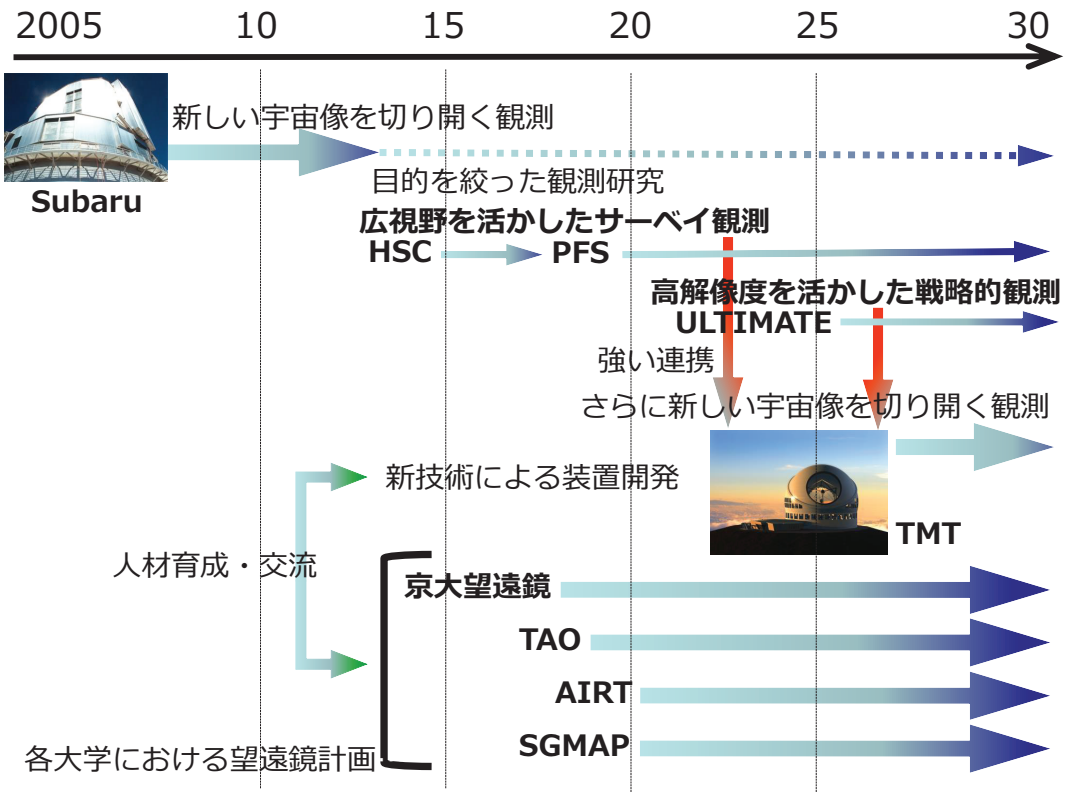


図 1.8: 各種光赤外地上望遠鏡計画の年表と相互関係。

1.5 我が国の取るべき道

この章では、我々光赤外分野の将来計画が、天文学・宇宙物理分野全体および関連分野に対してどのように位置づけられているのか、を明示するために、まず（2015 年度末時点での）天文学・宇宙物理分野全体および関連分野の動向について紹介する。また、分野横断・国際連携の考え方、将来を担う若手研究者の育成や技術継承に関する考え方について述べ、我が国の光赤外分野が取るべき道について考察する。

1.5.1 天文学・宇宙物理分野全体および関連分野の動向

第 1.2 節で述べた主要な科学課題は、光赤外分野に留まらず天文学・宇宙物理学全体取り組むべき主要課題に結びついている。光赤外分野外の我が国の主要な計画を以下にまとめる。

宇宙の構造の起源： LiteBIRD（宇宙マイクロ波背景放射偏光揺らぎ B モード成分の検出に特化した衛星）が宇宙科学・探査プログラムの戦略的中型計画の候補。2020 年代を超えて実現を目指す DECIGO（原始重力波観測のスペースアンテナ）がある。

物質・エネルギーの本質： ダークエネルギーの状態方程式（の進化）については、我々光赤外分野の将来計画以外には計画がない。ダークマター検出を狙う計画として GAPS（宇宙線物理学分野、気球実験）がある。SKA（後述）によるバリオン音響振動の探査も予定されている。

揺らぎの種からの構造形成： SKA（国際協力による開口面積 1 平方キロメートルの巨大な cm 波・m 波帯の長波長電波干渉計）が 2020 年代後半に実現予定。

バリオン物質の織りなす多様な宇宙： 電波（VLBI）では Event Horizon Telescope（地上）によるブラックホールの直接撮像、K-EUSO（スペースからの最高エネルギー宇宙線観測、海外主導プロジェクトへの参加）や、Athena（X 線天文台、銀河と巨大ブラックホール形成・大規模構造形成、ESA L クラス）への小規模プロジェクトとしての参加、DIOS（広視野 X 線分光）、NGHXT（硬 X 線撮像）といった公募型小型衛星計画、WF-MAXI（国際宇宙ステーション搭載、小規模プロジェクト）等がある。

惑星系形成： 惑星科学分野においては「太陽系生命環境の誕生と持続に至る条件としての前生命環境の進化の理解」という大目標のもと、太陽系探査のプログラム的実施が計画されている（火星衛星サンプルリターンに始まる戦略的中型計画、木星氷衛星探査（JUICE、欧州主導ミッションへの小規模プロジェクトとしての参加）等）。

バイオマーカー探査： 宇宙と生命にかかわる研究分野として日本アストロバイオロジーネットワークが設立されており、その中で国際宇宙ステーション利用の小規模プロジェクトや太陽系探査ミッションが位置づけられている。

なお、上記の分類に整理し難いが「マルチメッセンジャー天文学」（最高エネルギー宇宙線、ニュートリノ、重力波等）が既に幕開けし、新たな研究分野・研究協力の種を蒔いていることに留意すべきである。Cerenkov Telescope Array （CTA、超高エネルギー γ 線）、スーパーカミオカンデ（ニュートリノ）、KAGRA（重力波アンテナ）等の動向を注視し、光赤外分野の立ち位置を適宜再確認していくべきである。中でも、2016 年初頭ついに LIGO チームによって人類初の重力波の直接検出が報告されたことは記憶に新しい。重力波アンテナは、ブラックホールの直接検出や超新星爆発・GRB の物理の解明等に繋がり、注目に値する。

日本学術会議の動向： 日本学術会議の「学術の大型施設計画・大規模研究計画に関するマスタープラン」（以下、マスタープラン）は、2014 年に第 22 期版が公開された。そこで採択された「学術大型研究計画」（実施期間 5–10 年程度、及び予算総額数十億超（上限なし））は新規 192 件であった。さらに、その中より「重点大型研究計画」27 件を採択した（天文・宇宙物理関係では、SKA、LiteBIRD、SPICA）。2017 年に向けてマスタープランの改訂の動きが始まっており、注視していく必要がある。

宇宙科学ロードマップ／我が国の宇宙科学の実行戦略（参考文献 [3]）：従来のボトムアップ、良いミッションが競争を勝ち抜いて実現するという基本方針は尊重するものの、宇宙科学全体の方向性を政府・社会に向けて発信する上では戦略性をもって長期計画を立案することが必要である。2014 年末から 2015 年初頭にかけて行われた「コミュニティからの目標・戦略・工程表」（Request for Information: RFI）の提出を受けて、宇宙研としての独自戦略のまとめが行われた。まず光赤天連・高宇連・CMB 実験コミュニティ・VLBI 懇談会・CRC といったコミュニティの工程表を分析し、宇宙物理学全体が今後取り組むべき主要二大課題「宇宙の物質と空間の起源」、「宇宙における生命の可能性」を掲げた。次に（あくまで宇宙研の独自戦略としてではあるが）優先するプロジェクトを具体的にまとめている。その中には光赤外分野からは SPICA、WFIRST をそれぞれ優先するプロジェクト・戦略的に国際協力を進めるべきプロジェクトとしている。公募型小型計画については、特に戦略的に優先するプロジェクトを明示していない。

世界（欧米）の動向：米国（NASA）においては、JWST のシステム試験と観測準備が 2018 年の打ち上げに向けて順調に進んでいる。New Horizon Decadal Survey の最優先ミッションと位置づけられた WFIRST も進行中である。比較的小規模の Explorer プログラムや他機関主導ミッションへの参加の枠組み（Mission of Opportunity）の公募が二年に一度行なわれている。一方 ESA は、Cosmic Vision 2015–2025 の枠組みの中で、宇宙科学ミッション（S、M、L の三クラス）が選定・開発が進行中である。現在 M クラスは M3 まで決定されていて、M4 は一次選抜まで終了。SPICA は M5 に応募予定である。L クラスは、L1（JUICE）と L2（Athena）が選定されている。

なお米国において、2020 Decadal Survey の準備として JWST や WFIRST に続く基幹ミッションの検討が始まっており、以下の 4 つの候補が挙げられている：

- The Far IR Surveyor
- The Habitable-Exoplanet Imaging Mission
- The Large UV, Optical, and IR Surveyor
- The X-ray Surveyor

四つの内三つまでが光赤外分野のミッションであることは特筆に値する。後で述べる 2030 年代に向けての計画の策定の上でもコミュニテイとしてこの検討に関わることが必要と考える。

1.5.2 地上とスペース：我が国の光赤外分野の取るべき道

光赤外天文学において、地上観測とスペース観測はどちらも欠くべからざる観測手法の両輪である。従来は地上からしか、あるいはスペースからしか観測的研究を行ってこなかった研究者が今後は手を携えて、相互に行き来しつつ将来計画に取り組むことが肝要である。そしてそのための実効的な仕組みを光赤外分野内に持つ必要がある。具体的には国立天文台・宇宙科学研究所といった大学共同利用機関と大学の共同事業・クロスアポイントメント等を利用した人材交流を具体化し、一層の連携強化を計画的に推進しなければならない。また、その計画には地上とスペースの間での人事異動や人材育成事業・共同技術開発を盛り込んでいく。

また、以上の方策を進める上で、異分野との連携・国際連携を忘れてはならない。次節以降でこれらについての基本的な考え方をまとめる。

1.5.3 分野横断・連携の考え方

分野横断・異分野連携の意義：我々の研究ターゲットである天体現象の解明には、多波長の観測手段を併用しなければならないことが多い。また、多波長での観測手段が充実して来た昨今、観測手段を特定の波長に限る必然性はもはやない。あくまでサイエンスからの動機付けにより様々な手段を使いこなす「グローバル研究者」

が 2020 年代には主流となっているだろう。またそうした研究者の育成を目指すべきと考える。このためには、例えば今から ALMA 等稼働中の他波長観測装置との緊密な連携観測を画策して、将来の SKA や Athena との連携の時代に向けての土台を築いていく。また、HiZ-GUNDAM の支援の枠組みを模索する中で高宇連との分野横断型プロジェクト推進委員会の設置は、この流れに沿った動きであった。引き続き光赤天連は、高宇連・宇電懇等他波長コミュニティとの連携を推進する。波長分野を超えて開発・運用を進めることで、衛星共通技術の開発や運用経験の豊富な若手の確保・育成が促進されると考える。

また我々の掲げる「惑星系形成および進化の解明と宇宙における生命の探査」を推進する上で、上記 1.5.1 節に示したように惑星科学や宇宙生命学（および宇宙化学）分野との連携は欠かせない。2020 年代以降は、分野をまたぐ連携協力・共同研究が当たり前の時代ともなると予想され、異分野（関連分野）との定期的な情報共有と将来計画の策定機会を設ける必要があろう。

大学間連携の推進：近年、衛星および地上からの大規模サーベイ観測データを利用することにより、今まで非常に困難であったガンマ線バーストの起源天体の解明や、超新星、ブラックホールX線新星、新星、矮新星等の突発天体の詳細な研究が可能となりつつある。また、今後重力波天体の追観測が光赤外分野で重要となる。出現直後より位置情報が世界中に発信されるこれらの突発天体の情報を生かして、即時に追観測を行うことが、いまだに解明されていない突発天体の物理的過程を解明する鍵となる。そのためにはできる限り多くの地点での地上観測網が必要であり、2011 年度からの光・赤外線天文学大学間連携（詳しくは第 5.2 節）において、国内・国外の望遠鏡を結ぶネットワークを立ち上げることができた。大学間連携の光赤外望遠鏡を使っての共同観測が日常的に行われ、これらの分野の発展に大きく貢献してきた。それらの結果は OISTER Web（http://oister.oao.nao.ac.jp） にまとめられている。

2020 年代には、京大 3.8 m 望遠鏡、東大アタカマ 6.5 m 望遠鏡を軸として、日本の大学が国内外に持つ中小の望遠鏡を有機的に結びつけた突発天体の追観測の地球規模ネットワークをさらに展開する。これまでの中小望遠鏡による観測を、上記の新望遠鏡での分光や、より暗い天体の撮像観測へと発展させる。これにより、宇宙の爆発現象等の解明を主目的とした最先端研究を行う。さらに太陽系外惑星の特性評価、太陽型星のスーパーフレアなどの新研究分野への発展を行う。また、大学および大学共同利用機関間の連携強化、即ち大学の垣根を越えての広い人的交流や、大学での教育の相互乗り入れを一層促進して、大学の機能強化をも図っていく。

1.5.4 国際連携の考え方

国際連携の戦略：国際協力・国際連携における我々の基本戦略は、科学・技術両面における我が国の立場の強化を図ることである。科学面では、我が国にもたらされる科学的成果の最大化を図り、2020 年代の科学研究において主導的立場を取れるようにする。技術面では、「お家芸」と呼べるような世界的に際立った技術・観測装置を幾つか保持しそれを継続的に発展させることで、我が国の立場を強化する。

このために、これまで培ってきた国際協力を育て、発展させていく。スペースにおいては「あかり」や SPICA のサイエンス検討における国際チームや超高感度検出技術・冷凍機技術における共同研究を継続・発展させていく。地上においては、すばる望遠鏡において国際協力で開発された HSC が立ち上がり、さらに PFS の開発が東大 Kavli IPMU を中心とした国際チームによって進められている。主要科学課題の一つ「ダークエネルギー／ダークマターの解明」の上で、将来のスペースからのサーベイ（Euclid、WFIRST）に繋がる流れが不可欠である。HSC、PFS、ULTIMATE-SUBARU というすばる望遠鏡国際共同プロジェクト、あるいは「あかり」で培ったスペースプロジェクトの国際協力の実績を活かし、SPICA や TMT での国際協力による科学的成果・技術開発実績を積み上げ、我が国の世界的地位を強化して行くことが肝要である。

東アジア天文台： 東アジア天文台（East Asian Observatory; EAO）は、1990 年代から始まった日本、中国、韓国、台湾の東アジア四地域における天文学に関する協力が、2005 年に東アジア中核天文台連合（East Asian Core Observatory Association; EACOA）へと発展し、2014 年にハワイ・マウナケアの JCMT を共同運用することを機に設立されたものである。その目的は、将来（今から 30 年程度以上先）の地上大型望遠鏡計画を、

これら東アジア四地域が中心となって実現することで、日本及び東アジア地域の天文学の競争力を第一線に維持しようとするものである。すでに欧州を中心に 15 か国の参加を得て着実に地上大型望遠鏡計画を推進する欧州南天天文台（ESO）や、米国の地上天文台計画が進む中で、欧州全体や米国に対して 1/5 程度の名目 GDP しかない日本が、一国だけで大型基礎科学計画をリードすることは不可能である。しかしながら、最近のアジア諸国の急激な経済発展により、日本、中国、韓国、台湾を加えた GDP は欧米のそれに匹敵し、今後さらに伸びることが予想される。したがって、これまでより一歩進んだ協力体制をこれら東アジア隣接地域と作り上げることは、我が国の光赤外天文学の将来、特に 2030 年代以降の地上望遠鏡計画策定にとって重要な意味をもつと考えられ、東アジア天文台はそのための協力の場を与えるものと期待される。

1.5.5 若手研究者の育成や技術継承に関する考え方

多様なデータベースの整備の重要性：どんな計画にも目標と成果物が定義され、実現後のミッションの達成度はそれらによって評価される。しかしそれが全てではない。物質宇宙の織りなす多様な宇宙の観測データは、様々な視点で活用することができ、それこそが新しい知見をもたらす事に繋がる。従って天文・宇宙物理学者であれば誰でも使える、多様かつ信頼できるデータベースの整備を怠るべきではない。コミュニティの資産として良質のデータベースを整備し続けることで、コミュニティの全ての研究者に最先端の研究の機会を与え続けることができる。

大学主導の中小規模プロジェクトの重要性：TMT や SPICA といった基幹大計画が実現し、公募型の観測的研究の機会がコミュニティにもたらされるようになっても、関わっている国際パートナーが多く世界中にユーザーが無数にいる以上、一人一人が得られる観測時間は必ずしも多くはなく、代替となる研究手段を多くの研究者が必要とするだろう。また、従って、大学主導で進める中小望遠鏡や、気球・観測ロケット実験・超小型衛星実験による様々な観測研究を今後も推進していくことが必須である。これらは研究者の自由な発想に基づき柔軟に行えるものであり、優れた研究者の育成において大変有効である。また、大型計画における装置開発に要する期間が非常に長くなり大学における学位論文の研究期間にそぐわなくなる中、こうした機動性の高い中小規模プロジェクトは、大学院生が装置開発の経験を積む上でも極めて有用である。

戦略的な技術開発の重要性： 国際協力でプロジェクトを推進するのが当たり前となっていく時代に生きる以上、必要な技術力を網羅的に高める必要はない。しかし我が国の立ち場を強化するという戦略的な観点において、我が国の「お家芸」と呼べる技術を幾つか持ち、継続的に発展させていくことが肝要である。具体的には軽量望遠鏡の製作・評価に関する技術、ユニークな波面補償技術、極低温冷却技術、独創的なセンサー技術、等が挙げられる。

また次節に述べる 2030 年代に実現すべき計画の立案を進める上で、鍵となる技術開発を戦略的にすすめるべきである。スペース計画で言うならば、例えば JWST や WFIRST を超える高性能望遠鏡を実現する技術（高精度鏡面研磨や波面補償）、WFIRST を超えるコントラストを実現するコロナグラフ、等が考え得る。

1.5.6 2030 年代への展望

最後に 2030 年代を見据えての長期的な展望について述べる。サイエンスからの要求が時代と共に厳しくなるにつれ装置は大型化し技術的な難易度も増大してきた。TMT に続く地上大型計画を立案するのか、それとも SPICA ではカバーされない科学目標を満たすスペース次期計画を立案するのか？例えば、前述のように WFIRST に続く高コントラスト系外惑星直接撮像・分光に特化したミッションの計画は今のところ存在しない。いずれにしてもはっきりしていることは、TMT と SPICA の成果を受けて将来計画を立案するのでは、技術的な難易度とプロジェクトの規模から推測するに、次期計画の実現は 2040 年代になってしまうだろう。従って、我々はここでロードマップの検討を一旦終了するのではなく、光赤天連運営委員会が責任を持って将来検

討の議論の機会を用意し、引き続き検討を続けていくことが必要である。一つの目安として次期計画のタイムラインは以下のように考えることを提案しておく：

2018-19: 2030 年代に何をすべきか？理念的なサーベイ

2020: 検討すべき計画概要の同定

2021: 各計画について、科学／技術検討チームを設立（同時に宇宙研あるいは国立天文台にプログラム室を設置）

2024: （スペース計画の場合）ミッション公募・提案書の制定

参考文献

[1] 「光学赤外線天文学領域の目標・戦略・工程表」（光学赤外線天文連絡会、 2015 年 2 月 20 日）
[2] 「HiZ-GUNDAM に関する答申文書」（分野横断型プロジェクト合同検討委員会、2015 年 7 月 22 日）
[3] 「コミュニティからの目標・戦略・工程表から、宇宙科学の実行戦略へ」（宇宙科学・探査プログラム検討チーム、JAXA 宇宙科学研究所、2015 年 12 月）

第2章　将来計画検討活動について

2.1　本検討書の意義と目的

光赤天連では 2005 年に将来計画検討報告書「2010 年代の光赤外天文学」を出版し[1] [2]、その後約 10 年にわたり、これを我が国の光赤外天文学のロードマップ、即ち将来計画推進の基盤として活用してきた。この報告書は、天文学研究者のみならず広く配布され、学術会議等を含む政策決定のレベルから、天文学を学ぶ大学院生が個人の研究プランの方向性を定めるうえでも重要な役割を果たし、さまざまな方面から高い評価をいただいている。

その 2010 年代も後半に突入し、当時「予言」されたサイエンスはいよいよ現実のものとして花開こうとしている。一方で、この 10 年の間に光赤外分野ではさまざまな大規模・中規模計画が新たに提案されており、日本の光赤外天文学としての戦略を再整理し、特に他分野の研究者に対して分かりやすく伝える必要性が増していることが認識されるようになった。また当時から計画段階にあったプロジェクトの進捗にもさまざまな変化があり、昨今の国内外の情勢を鑑みて将来計画検討書の記述を見直す必要性があるとの認識も高まった。そして 2013 年 8 月の光赤天連シンポジウムにおける議論を経て、10 年ぶりに将来計画検討書を一新し、将来計画検討書「2020 年代の光赤外天文学」を光赤天連の総力をあげて執筆することを決定した。

今回の検討書の構成は、基本的には前回の検討書にならっているが、以下の三点が前回と異なる。まず、前回の検討書では装置編とサイエンス編の二分冊となっているが、今回は一冊にまとめることにした。また、幅広い読者を想定したエグゼクティブ・サマリを検討書の冒頭 (第一章) に配置することとした。これは光赤天連シンポジウムにおけるコミュニティからの提案に基づくものである。最後に、昨今のスペース計画の複雑な状況を整理することを本検討書編集の重要な課題と定めており、スペース計画のセクションを地上計画のセクションの前に配置することとし、前回の検討書とはその順序を入れ替えている。

2.2　編集体制

本検討書の編集体制を図 2.1 に示す。光赤天連運営委員長のもとに編集委員会が組織され、国内における光赤外線天文学の各分野、各プロジェクトを代表するメンバーが編集・執筆を担当した。

[1] 2010 年代の光赤外線天文学 装置編: http://gopira.jp/future_report/future_m.pdf
[2] 2010 年代の光赤外線天文学 サイエンス編:http://gopira.jp/future_report/future_s.pdf

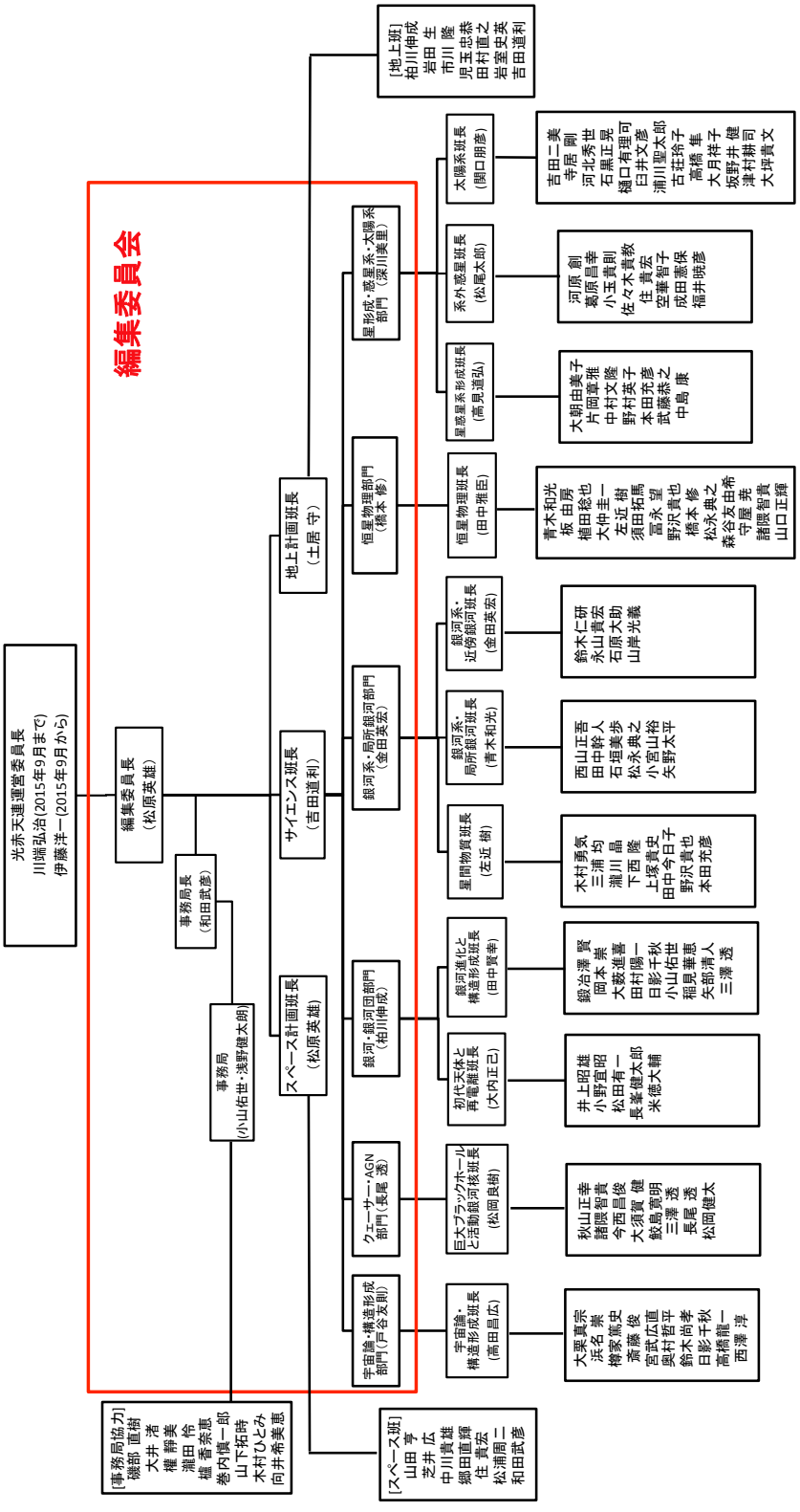


図 2.1: 本検討書の編集体制

2.2.1 編集委員会

編集委員会はエグゼクティブサマリ (第一章) の執筆、本検討書の内容全体の管理、および編集作業全体を統轄する組織であり、2013 年 8 月の光赤天連シンポジウムにおける将来計画検討書作成の意思決定の後、松原英雄編集委員長 (宇宙科学研究所) のもと、以下のメンバー (五十音順) にて結成されることとなった。

柏川伸成	国立天文台	銀河・銀河団 部門長
金田英宏	名古屋大学	銀河系・局所銀河 部門長
戸谷友則	東京大学	宇宙論・構造形成 部門長
土居守	東京大学	地上計画班長
長尾透	愛媛大学	クェーサー・AGN 部門長
橋本修	ぐんま天文台	恒星物理 部門長
深川美里	国立天文台	星形成・惑星系・太陽系 部門長
松原英雄	JAXA 宇宙科学研究所	編集委員長 兼 スペース計画班長
吉田道利	広島大学	サイエンス班長
和田武彦	JAXA 宇宙科学研究所	編集事務局長

2.2.2 サイエンス検討班

各サイエンス分野での検討は、以下の 11 班に分かれて行われた。サイエンス検討班全体の取りまとめは編集委員会メンバーである吉田道利サイエンス班長 (広島大学) が行い、各サイエンス班は 2020 年代に当該分野をリードすることが期待される若手研究者を中心に各班 10 名程度で組織された。各班では、以下の班長のもと、各分野におけるキーサイエンスの抽出を行った。各サイエンス検討班のメンバーは図 2.1 および第三章の各節の末尾に記載されているのでそちらを参照されたい。

高田昌広	東京大学	宇宙論と構造形成 班
松岡良樹	国立天文台	巨大ブラックホールと活動銀河核 班
大内正己	東京大学	初代天体と宇宙再電離 班
田中賢幸	国立天文台	銀河進化と構造形成 班
青木和光	国立天文台	銀河系・局所銀河群 班
金田英宏	名古屋大学	銀河系・近傍銀河の星形成と物質進化 班
左近 樹	東京大学	星間物質 班
田中雅臣	国立天文台	恒星物理 班
高見道弘	ASIAA	星形成・惑星形成 班
松尾太郎	京都大学 2015 年 10 月より大阪大学	系外惑星 班
関口朋彦	北海道教育大学	太陽系天体 班

2.2.3 スペース計画班

スペース計画班では、SPICA 等の大型計画の検討だけでなく、大規模計画と中・小規模のスペース計画のつながり、宇宙科学研究所と大学の関係を意識し、「宇宙科学ロードマップ」とも適合するシナリオを策定することを目標に、松原英雄班長 (宇宙科学研究所、兼編集委員長)、山田亨副班長 (東北大学, 2016 年 1 月より宇

宙科学研究所) のもと、SPICA、WISH、JASMINE、EXZIT、WFIRST、Euclid、HiZ-GUNDAM などの国内で推進されるスペース計画を代表する以下のメンバー (五十音順) で構成される。

郷田直輝　国立天文台
芝井 広　大阪大学
住 貴宏　大阪大学
中川貴雄　JAXA 宇宙科学研究所
松浦周二　JAXA 宇宙科学研究所, 2015 年 4 月より関西学院大学
松原英雄　班長, JAXA 宇宙科学研究所
山田 亨　副班長, 東北大学, 2016 年 1 月より JAXA 宇宙科学研究所
和田武彦　JAXA 宇宙科学研究所

2.2.4　地上計画班

地上計画班では、国内で推進される大規模・中規模の地上望遠鏡計画を中心に、国立天文台と各大学プロジェクトのつながりなどについての整理を重要な目的として、土居守班長 (東京大学)、柏川伸成副班長 (国立天文台) のもと、TMT、すばる望遠鏡の各種次世代計画、TAO、京大 3.8m 望遠鏡、南極中口径望遠鏡、SGMAP の各プロジェクトを代表する以下のメンバー (五十音順) にて構成される。

市川隆　東北大学
岩田生　国立天文台
岩室史英　京都大学
柏川伸成　副班長, 国立天文台
児玉忠恭　国立天文台
菅井肇　東京大学, 2014 年 9 月まで
田村直之　東京大学, 2014 年 9 月から
土居守　班長, 東京大学
吉田道利　広島大学

2.2.5　編集事務局

サイエンス班、スペース班、地上班の執筆および取りまとめにあたり、LaTeX テンプレートの準備や原稿の統合、各種会合の調整など、実務的な業務のため編集事務局が組織された。本章 (第二章) も編集事務局によって執筆されたものである。事務局は宇宙科学研究所を拠点とし、以下のメンバーで構成される。事務局長は和田武彦 (宇宙科学研究所) が務め、2014 年 4 月からは小山佑世 (宇宙科学研究所、2015 年 4 月より国立天文台ハワイ観測所へ異動)、さらに 2015 年 4 月からは浅野健太朗 (宇宙科学研究所) が事務局に加わり、実務面での補佐を行った。

浅野健太朗　JAXA 宇宙科学研究所
小山佑世　JAXA 宇宙科学研究所, 2015 年 4 月より国立天文台
和田武彦　事務局長, JAXA 宇宙科学研究所

なお編集事務局では、編集期間中に三回にわたる集中作業を行った。その際には宇宙科学研究所赤外線グループの磯部直樹氏、大井渚氏、瀧田怜氏、櫨香奈恵氏、巻内慎一郎氏、山下拓時氏らに協力を依頼し、第三者の目線から全ての原稿に丁寧に目を通していただいた。また、同グループの權靜美氏には、本検討書の表紙デザインを手がけていただいた。さらに、同グループ秘書の木村ひとみさん、向井希美恵さんには本検討書で使用している図表の著作権情報の整理と、ジャーナル等への許可申請、さらに本検討書の製本・印刷・送付に関わる作業を取りまとめていただいた。上記の皆さまには検討書完成に向けて重要な作業を引き受けていただいたことに心から感謝申し上げたい。

2.3 活動履歴

編集委員会が組織されてから本検討書完成までの編集委員会と編集事務局の活動年表を以下に記す。編集委員会メンバーと各サイエンス班長全員が参加する「編集全体会議」を計六回、編集委員会のみでの会議を二回、事務局の集中作業を三回開催している。

これに加えて各サイエンス班では各分野ごとにそれぞれ複数回の会合を開いている。またスペース計画班、地上計画班もそれぞれ独自の会合を複数回開催している。各班での検討の経緯は以下の第三章〜第五章の冒頭に記述されているのでそちらを参照されたい。編集委員会の活動は、光赤天連シンポジウム、日本天文学会年会中に開催される光赤天連総会などの場で随時報告されている。

- 2013/8/6–7 光赤天連シンポジウム: 将来計画検討書の作成を決定。
- 2013/12/6 第一回編集委員会 (世話人会): 松原委員長より経緯の説明、サイエンス班長に吉田道利 (広島大学) を選出、検討書目次の第一案の承認、今後の進め方の議論を行った。
- 2014/1/21 第一回編集全体会議: 各サイエンス班長も参加して今後の検討方針、各検討班メンバーと執筆体制を確認した。銀河系・局所銀河分野は「近傍銀河班」と「星間物質班」の二つに分けることに決まった。
- 2014/7/23 第二回編集全体会議: 各班における検討状況の確認、今後の進め方の議論、および事務局による LaTeX テンプレート作成のための文書フォーマットの確認を行った。
- 2014/9/8–10 光赤天連シンポジウム: 各サイエンス検討班での検討状況をコミュニティに報告するとともに、検討班どうしの横のつながりの確認、検討班外部からのコメントを吸い上げる機会とした。
- 2014/11/26 光赤天連シンポジウム: スペース計画に特化して 2014 年度第 2 回目のシンポジウムを開催した。
- 2014/12/31 サイエンス班原稿 第一稿締切
- 2015/2/17 第三回編集全体会議：サイエンス班第一稿が出揃ったことを受けて、(スペース班・地上班も含めての) 分量の調節、重複している内容の整理、今後のスケジュール等を議論した。
- 2015/5/18 サイエンス班原稿 第二稿締切、スペース班・地上班第一稿締切
- 2015/5/27 第二回編集委員会 (世話人会): スペース班、地上班の検討状況を中心に、編集委員会レベルで今後の編集とりまとめの方針を議論。
- 2015/6/18 第四回編集全体会議：全体状況と今後の編集方針の確認、各サイエンス班におけるサマリテーブルの書き方 (装置名を明記すべきか否か) についての議論を行った。
- 2015/8/17 サイエンス班原稿 第三稿締切

- 2015/9/14–16 光赤天連シンポジウム：各プロジェクトからの報告と、編集方針の確認が行われた。検討書は一冊の長編としてではなく、誰でもすぐに読める短いエグゼクティブサマリを作成すべきだという意見が出され、それを承認した。
- 2015/10/19 第五回編集全体会議：エグゼクティブサマリの執筆方針の確認、サイエンスのサマリ策定のために各サイエンス班に 1 ページサマリの執筆を依頼することを決定。
- 2015/11/6： サイエンス班より 1 ページサマリの提出締切
- 2015/11/9–11 第一回事務局集中作業：サイエンス班・スペース班・地上班のすべての原稿の総チェックを事務局にて行い、各班へのコメントを作成、その後各班での最終改訂を依頼。
- 2015/12/31 サイエンス班 最終原稿締切
- 2016/1/15 スペース計画班・地上計画班 最終原稿締切
- 2016/1/18 第六回編集全体会議: 検討書完成に向けて未完成部分の確認、エグゼクティブサマリの内容の議論、ジャーナルの図表引用にかかる著作権の扱いについての確認を行った。
- 2016/1/25–26 第二回事務局集中作業: 検討書完成に向けた実務的な作業の最終確認を行った。
- 2016/2/9–10 光赤天連シンポジウム: 検討書の内容、特にエグゼクティブサマリについての最終確認を光赤天連コミュニティ全体にオープンな形で行った。
- 2016/3 月 宇宙研赤外グループ有志による全原稿最終チェック作業を行った。
- 2016/5/8 編集委員会内部公開
- 2016/5/16 光赤天連全体へ最新版を公開し、5 月末を期限としてコメントを募った。
- 2016/5/23–25 第三回事務局集中作業を行い、最終校正に向けた役割分担を決定した。
- 2016/6 月 編集委員長および編集事務局による最終校正作業
- 2016/7 月 印刷・出版

第3章　次世代光赤外天文学のサイエンス

3.1　サイエンス検討班の活動経緯

2020 年代の光赤外天文学の主要課題を検討するため、下記に示すいくつかのサイエンステーマに分けてサイエンス検討班を組織した。本検討班の目標は、今後 10 年から 20 年にわたって解決するべき天文学上の最重要課題を検討し、その中から特に光赤外天文学で主として取り組むべき重要課題を洗い出し、必要な観測装置の性能や構成に対して提言を行なうことである。

まず、編集委員会のサイエンス班長 (吉田道利（広島大学)）の下と 6 人のサイエンス部門長 (柏川伸成 (国立天文台、銀河・銀河団)、金田英宏 (名古屋大学、銀河系・局所銀河)、戸谷友則 (東京大学、宇宙論・構造形成)、長尾透 (愛媛大学、クエーサー・AGN)、橋本修 (ぐんま天文台、恒星物理・超新星・晩期型星)、深川美里 (国立天文台、星形成・惑星系・太陽系)) を置き、それぞれ関連するサイエンス分野についてとりまとめを行うこととした。さらにその下に 11 のサイエンス検討班を置いて、具体的な検討を行った。サイエンス検討班の担当する研究分野は、「宇宙論・構造形成」、「巨大ブラックホールと活動銀河核」、「初代天体と再電離」、「銀河進化と構造形成」、「銀河系・局所銀河群」、「銀河系・近傍銀河の星生成と物質進化」、「星間物質」、「恒星物理」、「星惑星系形成」、「系外惑星」、「太陽系天体」であり、各班にそれぞれ班長を選定した。検討班メンバーは、日本天文学会が管理しているメーリングリスト (tennet) や光赤外将来計画シンポジウムなどを通じて募り、各班それぞれ 5 名〜15 名、総勢 100 名の天文学研究者の方々から協力を得ることとなった。これは、前回「2010 年代の光赤外天文学」の作成時にサイエンス検討に携わった研究者の倍以上の数にのぼり、この間の天文学の急速な進展を反映しているものと思われる。各検討班の班長およびメンバーについては、2.2 節と、本章の各節の末尾にまとめられている。その後、各研究分野において個別に科学検討の活動を進め、さらに定期的に他の研究分野や地上計画班、スペース計画班との調整も行なった。また、本検討班メンバーに限らず一般の天文学研究者の意見も集約するために、数回にわたって開催された光赤外将来計画シンポジウムにおいて検討状況の報告を行なった。

次節以降において、本科学検討班による検討結果を報告する。

活動経過の要旨

2013/11/15	サイエンス部門長の選定
2013/12/06	第一回編集委員会でサイエンス班長選出。各班長による班員選出開始
2014/01/07	Tennet にサイエンス検討班員募集公告
2014/01/21	第一回編集全体会議。各サイエンス班長が参加して執筆体制確認
2014/03/17	サイエンス検討班　班員仮決定 (その後の入れ替え・追加あり)
2014/03/21	光赤天連総会。サイエンス検討班の構成を承認
2014/03 末	各サイエンス検討班での執筆活動開始
2014/04/10	地上・スペースプロジェクトのサマリスライドのサイエンス検討班への展開
2014/07/23	第二回編集全体会議。サイエンス検討班の状況確認。文書フォーマット確認
2014/09/08-10	光赤天連シンポジウム。各サイエンス検討班の検討状況報告と議論
2014/09/17	サイエンス検討班の班員確定
2014/11/11	LaTex テンプレート配布
2014/12/31	サイエンス検討班原稿第一稿締切
2014/02/17	第三回編集全体会議
2015/05/18	サイエンス検討班原稿第二稿締切
2015/06/18	第四回編集全体会議
2015/08/17	サイエンス検討班原稿第三稿締切
2015/09/08	サイエンス検討班第三稿の改訂版完成
2015/09/14-16	光赤天連シンポジウム。各サイエンス検討班の検討状況報告と編集方針の確認
2015/10/19	第五回編集全体会議。各サイエンス検討班にサイエンスサマリの執筆依頼
2015/11/06	サイエンスサマリの提出締切
2015/12/31	サイエンス検討班最終原稿締切
2016/01/18	第六回編集全体会議。エグゼクティブサマリの内容の議論
2016/02/09-10	光赤天連シンポジウム。検討書の最終確認

3.2 宇宙論・構造形成

3.2.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

Ia 型超新星の光度と赤方偏移の観測の結果、現在の宇宙は加速膨張していることが報告され、この発見に 2011 年にノーベル賞が与えられた。加速膨張を引き起こす謎のエネルギー源としてダークエネルギーが導入されたが、その正体は不明である。一方、宇宙の極初期に爆発的な加速膨張があったというインフレーション理論は、宇宙背景放射の観測衛星 WMAP 以降のデータで次々と検証され、状況証拠が揃った段階である。つまり、宇宙の極初期と、現在とで宇宙膨張が加速しているという観測的な証拠が確立してきている。なぜ宇宙は加速するのか？インフレーションの源となったと考えられる真空のエネルギーや、アインシュタインの宇宙定数などが「説明」に使われているものの、到底満足できる説明とは言えない。さらに、加速膨張はアインシュタイン重力の破綻のための見かけ上の効果であるという可能性も近年活発に議論されている。

一方、銀河や銀河団に代表される宇宙の大規模構造は、インフレーション中に生成された量子ゆらぎが種となり、宇宙の質量密度の大部分を占めるダークマターの引力の作用でゆらぎが増幅されて形成された。しかし、加速膨張はゆらぎをならす方向に働くため、大規模構造はダークマターとダークエネルギーとの競争によって発展してきた。すなわち、大規模構造と加速膨張の研究は、同じコインの表と裏として深く関わり合う。さらに、冷たいダークマターに比較して、「熱い」ニュートリノは宇宙の構造形成に特徴的な痕跡を残すために、宇宙論データからニュートリノ質量という素粒子の基本物理量を制限することもできる。

これらの背景の下、広天域銀河撮像・分光サーベイによる精密宇宙論への期待が高まっており、すばる望遠鏡の HSC・PFS サーベイをはじめとして、世界中で広天域銀河サーベイが計画されている。また、この分野では理論的、実験的両面において宇宙論と物理学の融合も進んでおり、新たな学問的な展開も期待できる。

以上の理由で、2020 年代の宇宙論が目指すべき科学目標は次の 3 つである。

- **ダークエネルギーの性質の解明、重力理論の検証** – 広天域銀河撮像・分光サーベイから「重力レンズ効果」、「バリオン音響振動」、「赤方偏移ゆがみ効果」の統計観測量を高精度で測定し、宇宙の膨張史と構造形成の時間進化を紐解き、宇宙の加速膨張の起源の候補であるダークエネルギーの性質を究明し、同時に重力理論の修正の可能性を検証する。また、TMT などの大型望遠鏡によるクェーサーの吸収線系の超高精度分光モニター観測を長期間 (約 10 年間) 行い、宇宙膨張を直接測定する方法も極めて相補的であり、この計画を推進することが強く望まれる。

- **ダークマターの性質の解明** – 広天域銀河撮像・分光サーベイから得られる「重力レンズ効果の観測量」から「ダークマターの空間分布」を復元し、銀河サブハロースケールから大規模構造に渡り、ダークマターの空間集積度（クラスタリング）の度合いを調べ、冷たいダークマター構造形成モデルを詳細に検証する。また、「重力レンズ効果」と「銀河のクラスタリング統計量」の精密測定から、ダークマターの一部を担う「ニュートリノの質量」を制限する。

- **インフレーションの物理の解明** – 広天域銀河撮像・分光サーベイから「バリオン音響振動」、「重力レンズ効果」、「銀河のクラスタリング統計量」を測定し、乱立するインフレーションモデルを制限するために、最も単純なインフレーションモデルからのずれの信号である、「宇宙の曲率」、「原始非ガウス性」、「原始パワースペクトルの形状」、「断熱原始ゆらぎ初期条件からのずれ」を探求する。

要求される広天域銀河撮像データは、理想的には銀河面を除いた観測可能な（ほぼ全天）領域（$> 10,000$ 平方度）に渡り、多色フィルター、0.7″ の結像性能、さらに減速膨張から加速膨張の変遷を検証するために赤方偏移 $z > 1$ を超える銀河を十分にカバーできるデータが必要である。分光データについても、撮像と同じ天域について、分解能 $R >$ 数 100 の赤方偏移の決定精度のデータが要求される。また、上記の目標を達成するためには、構造形成の物理、観測的効果、ダークマターと銀河分布の違い（銀河バイアス）を考慮した理論モデルを構築し、高精度観測量との比較に耐えるレベルまで完成させる必要がある。このため、銀河、AGN の観測的研究との連携が必要であり、さらに解析的モデルと数値宇宙論シミュレーションを組み合わせた理論研究の準備・基盤の整備が必要不可欠である。

3.2.2　宇宙論研究のこれまでの発展と今後の方向性

宇宙はどのようにして始まったのか？宇宙は何でできているのか？宇宙の未来はどうなるのか？これら根本的な疑問を探求するのが宇宙論である。近年の観測技術の進展により、宇宙論の研究は飛躍的に発展した。特に、物理学に基づく理論と観測データを詳細に比較することが可能になっており、宇宙論は実証的科学として成長してきた。以下これまでの進展の歴史を概観し、今後の方向性を議論したい。

1990 年代の宇宙論の研究を総括すれば、宇宙構造形成の標準モデル、平坦な宇宙項入り CDM モデル (ΛCDM) の確立である。90 年代の 10 年の間に、すばる望遠鏡をはじめとする地上での巨大望遠鏡や、大気の影響を受けないスペースの望遠鏡などによる観測が、光赤外線や電波、さらには X 線という多波長に渡って行われるようになってきた。主要な研究のスタイル・手法が劇的に変化し、観測が先導する宇宙論研究の時代が到来した。

この背景のもと、2000 年代から現在までの 21 世紀の宇宙論は、高精度・大統計データによる精密宇宙論の到来である。電波では、WMAP、Planck 衛星による決定的な高精度の宇宙背景放射 (CMB) の測定が行われ、一方で、South Pole Telescope (SPT) 、Atacama Cosmology Telescope (ACT) などの高角度分解能の地上実験も進展している。X 線では、ROSAT、ASCA、XMM、Chandra 衛星による大規模な銀河団サーベイが行われた。また、可視光では、2dF、Sloan Digital Sky Survey (SDSS) 、CFHT Legacy Survey などの広天域撮像・分光銀河サーベイが行われた。特に、これらのサーベイは 2–4m 級の占有望遠鏡で効率的に行われ、8 m級の大型望遠鏡は興味ある天体の詳細な追観測を行うという、それぞれの望遠鏡が相補的な役割を担ってきている。2020 年代の TMT や E-ELT などの 30m 級の時代を見据え、すばる望遠鏡はその広視野の特性を活かし、8m 級の望遠鏡では世界に先駆けてサーベイ望遠鏡としての役割に舵を切ろうとしている。

これら様々な 21 世紀の宇宙論データの研究が示してきたのは、ΛCDM モデルのさらなる確証である。宇宙のエネルギー組成の内訳として、約 5%が通常の物質バリオン (Ω_b) 、約 25%がダークマター ($\Omega_{\rm cdm}$)、残りの約 70%が宇宙項 (あるいはダークエネルギー: $\Omega_{\rm de}$) であり、宇宙の曲率は平坦という宇宙モデルである。神岡の地上実験などが明らかにした質量をもつニュートリノ (Ω_ν) は、最大でも約 0.1%しか寄与していないことも分かっている。このモデルに基づいた構造形成の理論モデルは、CMB、超新星、銀河のクラスタリング統計量、重力レンズ効果、銀河団の個数密度などの様々な独立なデータを無矛盾に説明することに成功している。特に、WMAP や Planck の CMB の高精度実験により、例えば $\Omega_b h^2 = 0.02222 \pm 0.00023$ など、宇宙論パラメータをパーセントの精度で制限し、文字通り精密宇宙論の時代が到来している [42]。しかしながら、この構造形成モデルではダークマター、ダークエネルギーのダーク成分を現象論的に導入しており、それらの物理的性質は未だ解明されていない。また、原始ゆらぎの性質についても、最も単純な初期条件に矛盾する観測的示唆は得られていない。すなわち、光子、バリオン、ニュートリノ、ダークマターという多成分系で宇宙が始まったにも関わらず、それらの初期条件は単一の自由度のみに従うという条件 (断熱ゆらぎ=adiabatic initial condition)、その原始ゆらぎのパワースペクトルは単一の冪乗関数で表せる、また宇宙初期の高エネルギーの量子場の相互作用の程度の大きさの指標になる原始ゆらぎ場の非ガウス性はゼロ、という驚くべき単純かつ対称性の高い初期条件を何らかの理由で宇宙は選んでおり、その物理的解釈が望まれている。

上述したように、20 世紀から 2010 年代の宇宙論は、物理学の発展とも相まって、理論と観測の両面で急激に進展してきた。2020 年代の目指すべき宇宙論のテーマは、ΛCDM モデルの物理的性質の解明であろう。特に、可視光赤外の観測に関連したテーマとしては、

- 宇宙の加速膨張の起源は？ ダークエネルギーの性質は、あるいは宇宙論スケールの重力の破綻が原因か？
- ダークマターの正体は？
- 宇宙はどうやって始まったのか？(宇宙はどんな初期条件から始まったのか、またその物理的根拠は？)
- 宇宙の構造形成の物理：ダークマターと銀河形成の関係は？

ダークマターの解明については、将来の加速器などの地上素粒子実験がその性質を明らかにする可能性がある。しかし、ダークエネルギーについては、加速膨張という宇宙全体で現れる効果のため、宇宙観測がほぼ唯一の手段となる。特に、宇宙の大規模構造の基本構成要素が星の集団である銀河であることから、可視光赤外の観

測が重要な役割を果たすと期待される。また、CMB 温度ゆらぎの測定は、観測誤差ではなく、すでに全天データの統計誤差 (コズミックバリアンス) で制限される精度まで達成しており、CMB の将来計画による宇宙論パラメータの推定のさらなる改善は大きくは望めない。このため、初期宇宙、宇宙論の業界では、さらなるブレークスルーを広天域銀河サーベイに期待する動向があり、これが世界中で大規模な銀河サーベイが進行中、あるいは計画されている理由である。

上述のサイエンスゴールを達成するために、どのような手段を用いるべきかという問題は自明ではない。ダークエネルギーの性質を調べる第一ステップは、ダークエネルギーの密度が時間変化をしているか否か、という問題であるが、これを調べるには、宇宙の膨張則を探るのが直接的である。この目的には、超新星、バリオン音響振動が強力な手段であろう。また、2020 年代には 30m 級望遠鏡による宇宙膨張を直接的に観測できる可能性がある (redshift drift)。これと相補的になる手段は、宇宙の大規模構造の進化史を調べることである。宇宙の構造形成は、宇宙の質量密度の大部分を占めるダークマターによる引力と、加速膨張を引き起こすダークエネルギーの万有斥力の競争の結果として進化してきた。このため、宇宙の大規模構造の時間進化を詳しく調べることで、ダークマター、ダークエネルギーの性質を探ることが可能になる。また、宇宙論距離・膨張則の測定法と組み合わせることで、構造形成のなかでの重力の役割を区別することができ、宇宙論スケールにおける重力理論の検証を行うこともできる。構造形成を探る手法として強力になるのが、重力レンズ効果、銀河のクラスタリング統計、また銀河の固有速度による赤方偏移ゆがみ効果である。しかし、これらの手法を最大限活用するには、観測対象となる銀河とダークマターの分布の関係、いわゆるバイアス不定性を理解することが必要である。

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

3.2.3 宇宙の加速膨張の起源

宇宙膨張が加速しているという事実は、1998 年に遠方の Ia 型超新星の観測によって確認され、その後、CMB や宇宙大規模構造、重力レンズの観測などによっても確かめられるようになった。加速膨張を説明する最も単純な考え方は、膨張宇宙のダイナミクスを記述する一般相対論のアインシュタイン方程式に、真空のエネルギーを表す宇宙定数を導入することである。しかしながら、観測を説明するために必要なダークエネルギーの密度は量子力学の簡素な予想とは 100 桁以上もかけ離れており、極めて不自然な状況と言わざるを得ない。また、そもそも、そうしたエネルギーが果たして時間一定でいられるかすら、自明ではない。ダークエネルギーと呼ばれるようになった未知のエネルギーの正体を巡っては、その発見以前から理論的模索が続けられてはいるが、その性質について我々が持ち得る情報は未だ乏しい。宇宙の加速膨張のより詳細な観測が今後も不可欠である。

一方、加速膨張の起源を巡っては、別の見方も存在する。ダークエネルギーの導入の前提になっている一般相対論が宇宙論的スケールでは成り立たず、何らかの補正を受けるせいで見かけ上加速膨張が実現する、という可能性である。ただし、このような「修正重力理論」の考え方に立つと、ニュートン重力を包含する重力理論が一般相対論からずれることで、宇宙膨張のみならず、重力進化を通じて構造形成にも何らかの影響が現れることが帰結となる。一般相対論のずれについては、アインシュタインの提唱以降、連星中性子星や太陽系スケールの様々な実験・観測を通じて、様々な検証が行われて来た。現時点では、一般相対論の正しさは 4 桁以上の精度で確かめられている。しかしながら、これらの制限は、宇宙膨張の影響が強く効いてくるような宇宙論的スケールには適用できない。実際、スクリーニング効果と呼ばれるメカニズムを考えることで、宇宙論的スケールで大きく一般相対論からずれても、太陽系のような小さなスケールで一般相対論を再現しうるような修正重力理論を構築できることが理論的に知られている。つまり、加速膨張の起源に関わる手がかりを得るためには、これまでの太陽系スケールの実験・観測だけでは不十分であり、宇宙論的スケールでの重力理論の検証がきわめて本質的になる。

以下、代表的な手法として、バリオン音響振動、赤方偏移ゆがみ、重力レンズ効果、さらに 30m 級望遠鏡による宇宙膨張の直接測定について概観する。

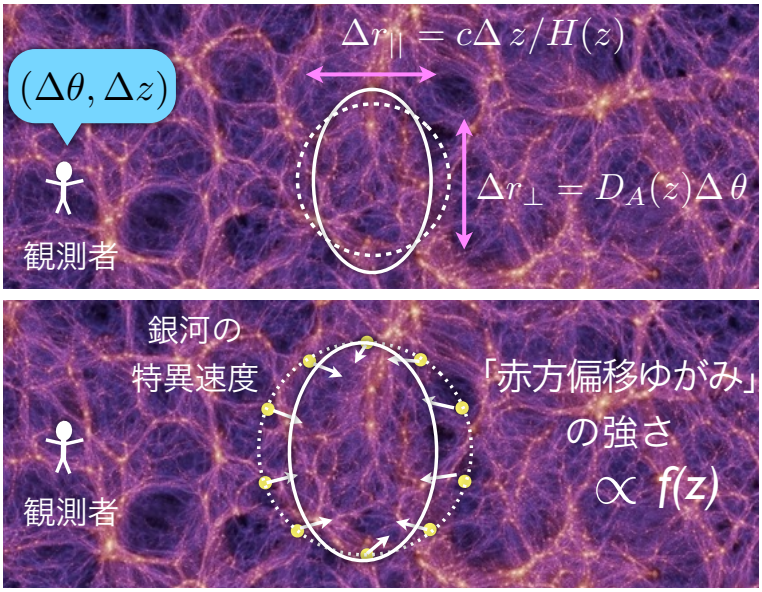


図 3.1: **上パネル**：アルコック-パチンスキー効果を用いた $D_A(z)$、$H(z)$ の決定法。赤方偏移 z の遠方宇宙に仮想的な物体があり、その大きさを知りたい場合、観測者は物体の広がり（角度 $\Delta\theta$ ）・奥行き（赤方偏移 Δz）を測った後、それらを距離に直す必要がある。その際、角径距離 $D_A(z)$ とハッブルパラメーター $H(z)$ を正しく知らないと物体のサイズを誤ることになり、丸い物も歪んでしまう。しかるに、バリオン音響振動のように、物体の大きさが予めわかっている場合は、逆にこの測定から $D_A(z)$ と $H(z)$ を決定することができる。**下パネル**：赤方偏移ゆがみの影響。分光観測などで銀河の赤方偏移を測る際、特異速度の影響がドップラー効果を通じて混入するため、観測者の視線方向に対する銀河の位置が見かけ上、歪んでしまう。この効果は銀河のクラスタリングに非等方性を生じさせるが、線形理論が記述可能な大スケールでは、その非等方性はゆらぎの成長率に比例することが知られている。

バリオン音響振動と赤方偏移ゆがみの精密測定

上述したように、宇宙膨張と構造形成の精密観測は、加速膨張の起源・性質を解明する上でも不可欠で、宇宙論的スケールでの重力理論の検証にもつながる重要な観測といえる。前者は、宇宙膨張と密接に関係する距離-赤方偏移関係やハッブルパラメーターを $z \sim 1$ の高赤方偏移で精密測定することに帰着されるが、後者は、密度ゆらぎが時間的にどのように成長したかを表す宇宙構造の成長率の測定が必要になる。こうした 2 種類の観測量を、一度の観測でしかも縮退なく測定できれば理想的である。そうした理想的な観測手段を提供するのが、銀河分光 (赤方偏移) サーベイである。

鍵となるのが、銀河の 3 次元地図をもとに測ったパワースペクトルや 2 点相関関数に刻まれたバリオン音響振動 (BAO=baryon acoustic oscillations) と赤方偏移ゆがみ (RSD=redshift-space distortions) である。バリオン音響振動とは、宇宙大規模構造に刻まれた、宇宙初期のバリオン-光子流体の痕跡である。宇宙が晴れ上がる以前、光子とバリオンはトムソン散乱、クーロン散乱を通じて強く結びつき単一成分の流体として振る舞っていた。この流体のゆらぎが音波として空間を伝播するさまが音響振動であるが、光子とバリオンの結びつきが切れた宇宙の晴れ上がり後も、この振動は空間パターンとして宇宙背景放射と宇宙大規模構造に刻まれている。光子側から見た音響振動は、観測衛星 COBE 以後の宇宙背景放射の地上観測などですでに検出され、現在では WMAP・Planck などの衛星実験で詳細な観測が行われているが、バリオン側から見た音響振動が宇宙大規模構造から検出されたのは、2005 年の SDSS と 2dF の銀河サーベイからである [10; 14]。重要なのは、バリオン音響振動の振動スケールは当時のバリオン-光子流体の音速で決まり、物理素過程がよくわかっている点である。その特徴的スケールは共動座標でおよそ $100\,h^{-1}$ Mpc であり、これを標準ものさしとして使うことで、宇宙論的な距離の推定に使えるのである。さらに、アルコック-パチンスキー (Alcock-Paczyński) 効果 [2] と呼

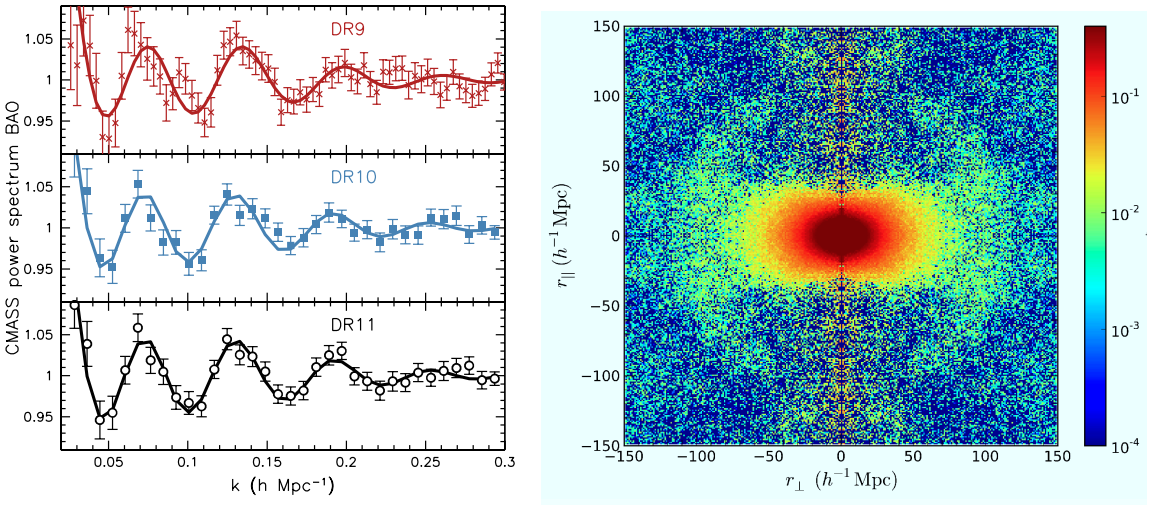


図 3.2: **左パネル**: 銀河パワースペクトルに刻まれたバリオン音響振動。SDSS-III BOSS から得られた $z \simeq 0.57$ の CMASS サンプルによる銀河パワースペクトルを振動のない滑らかな参照スペクトルで割った比を示している。上パネルから順に、DR9, 10, 11 のデータによるもので、銀河個数と観測領域が増えるにつれ、振動がクリアに見えるようになっている。文献 [3] による。**右パネル**: 赤方偏移ゆがみを受けた銀河 2 点相関関数。SDSS-III BOSS DR11 から得られた CMASS サンプルから測った 2 点相関関数を視線方向（横軸）と垂直方向（縦軸）の距離 $(r_\parallel, r_\perp)$ の関数としてプロットしたもの。$50h^{-1}\,\mathrm{Mpc}$ 以上の大スケールでは線形理論が示す通り、視線方向に沿って押しつぶされた楕円状になる。$100h^{-1}\,\mathrm{Mpc}$ 辺りにみえる淡くリング状の構造はバリオン音響振動によるもの。文献 [50] による (掲載許可取得済み)。

ばれる距離推定に付随して現れる銀河クラスタリングの非等方性を用いると、高赤方偏移での角径距離 $D_A(z)$ とハッブルパラメーター $H(z)$ を同時に決定することが可能になる (図 3.1 上パネル参照)。

一方、赤方偏移ゆがみとは、分光観測から銀河の赤方偏移を決定する際、銀河の特異速度場の影響がドップラー効果を通じて混入する効果のことである。銀河分布の 3 次元地図を観測者の視線方向に沿って歪めてしまうこの効果は、正しい 3 次元地図を作製する際の障害となるばかりか、相関関数やパワースペクトルに非等方性を生じさせ、宇宙論的解析にも影響をおよぼす厄介者として、古くから知られているものである。ただし、重力進化が線形理論で記述可能な大スケールでは、相関関数などの統計量に現れる「ゆがみ」の強さは密度場の成長率 $f(z) = d\ln D_+(z)/d\ln a$ に比例することが理論的に知られており [26]、ゆがみの精密な測定から、逆に構造の成長率を決めることが可能である (図 3.1 下パネル参照)。これまでは、一般相対論の仮定にもとづき構造の成長率から物質密度パラメター Ω_m の決定に使われていたが、宇宙背景放射などの観測から密度パラメーターが精密に求まるようになった昨今、むしろ構造の成長率から一般相対論自体をテスト、あるいは重力理論を検証する手段として利用されるようになり、赤方偏移ゆがみの測定は一躍脚光を浴びるようになっている。

観測の現状　バリオン音響振動と赤方偏移ゆがみを一度に測定するには、重力進化の線形理論で記述できるくらいの大スケールにわたって観測を行う必要がある。特に、バリオン音響振動はその振動自体が小さな振幅のため、検出には統計誤差を抑えた測定が本質的となる。統計誤差の 1 つであるコスミックバリアンスを抑えるためには、観測体積の大きい ($> 1\ \mathrm{Gpc}^3/h^3$) 赤方偏移サーベイが望まれる。また、加速膨張の起源に関する手がかりを得るためには、高い赤方偏移 ($z \sim 1$ 近傍) での観測が重要である。赤方偏移ゆがみだけを測定する場合には、多少観測体積が小さくても測定は可能だが、小スケールの観測データは非線形性の影響を受けやすく、理論モデルの詳細な検討なしに意義ある宇宙論解析は不可能である (図 3.2 の左パネル参照)。

これまでの銀河・クェーサーサーベイの観測から測定されたバリオン音響振動と赤方偏移ゆがみによる宇宙論的距離と構造の成長率の制限が、図 3.3 にまとめられている。構造の成長率の制限は、観測体積が小さなものまで含めた結果がまとめられているせいもあって誤差が大きいが、宇宙論的距離については、遠方クェーサー

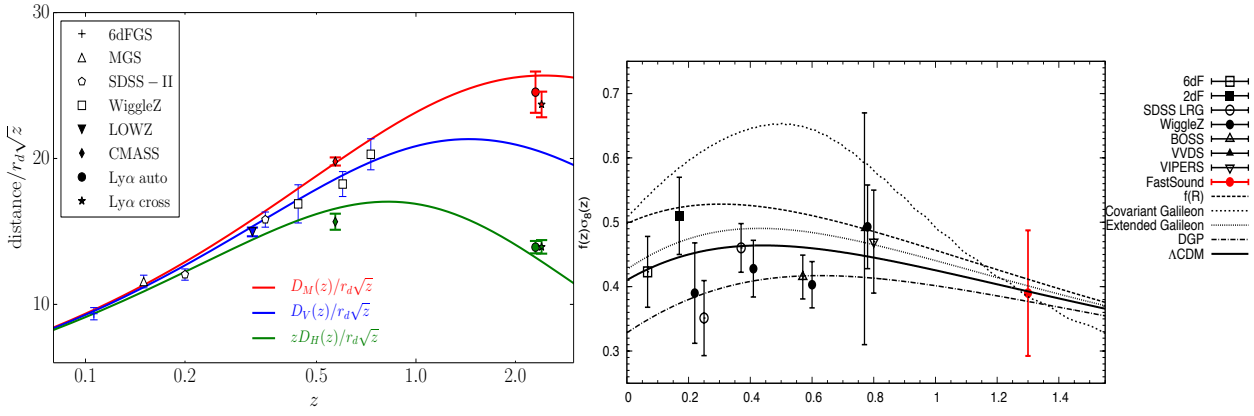


図 3.3: **左パネル**: バリオン音響振動を用いた宇宙論的距離の制限。様々な銀河・クェーサーサーベイから測定されたバリオン音響振動による制限が異なるシンボルで示されている。ここで、$D_M(z) = D_A(z)$, $D_H(z) = c/H(z)$, $D_V(z) = [z\, D_H(z) D_M(z)^2]^{1/3}$ であり、図ではそれらの量を $r_d\sqrt{z}$ で割っている（r_d は宇宙の晴れ上がり時の音響地平線スケール）。実線は、宇宙背景放射観測衛星 Planck にもとづく ΛCDM モデルの理論予言。文献 [4] による。**右パネル**: これまでの様々なサーベイから得られた赤方偏移ゆがみの測定によるゆらぎの構造成長の制限 [41]。黒い実線が ΛCDM モデルで、それ以外の線が一般相対性理論と異なる重力理論における宇宙モデルである。赤の点は、現在解析が進行中の FastSound サーベイから期待されるエラーバー。ベストフィットは ΛCDM モデルを仮定している (掲載許可取得済み)。

の前景 Ly-α 雲を使うことで、Ia 型超新星の観測よりも高い赤方偏移まで制限をつけることに成功している。また、バリオン音響振動自体、標準ものさしとしての物理が明解で Ia 型超新星と比べても系統誤差が小さく、少ない観測点でも強い制限を与えられる点は特筆すべきである。現状では、平坦な宇宙定数入りの宇宙モデル (flat ΛCDM）と無矛盾であるが、将来、統計誤差をさらに抑えこむことで、重力理論の検証のみならず、加速膨張の起源にまで迫ることは十分可能であるといえよう。ただし今後は、測定の高精度化に伴い、従来考慮する必要のなかった理論側の系統誤差を抑える工夫がより一層不可欠になる。線形領域に近い大スケールが観測ターゲットとはいえ、重力進化を含めた種々の非線形性が系統誤差に効きうることが知られており、高精度の理論テンプレートなしに精密宇宙論研究の遂行は困難である。構造形成理論を精密化する取り組みはすでに始まっており、摂動論的な計算手法にもとづいた理論テンプレートなどの開発が進められているが、今後はこうした動きをより一層加速させる必要があるだろう。

今後の計画と観測の動向・展望　宇宙の加速膨張の起源を探求する最適のプローブとして、バリオン音響振動、および赤方偏移ゆがみの精密測定は今後も宇宙論観測の主要テーマと考えられており、宇宙膨張率 $H(z)$、角径距離 $D_A(z)$、そして構造の成長率 $f(z)$ をより精度よく求めるため、大規模な銀河赤方偏移サーベイが世界各地で計画されている。多くのプロジェクトでは、これら 3 つのパラメータをパーセントレベルで制限することを掲げているが、以下ではそのために必要とされる望遠鏡の形態について、現在計画中の次世代サーベイと比較しつつ議論する。また、大規模構造サーベイと相補的なサーベイとのシナジーについても簡単に述べる。

加速膨張の起源を包括的に理解するには、$H(z)$、$D_A(z)$、$f(z)$ をあらゆる時刻 (赤方偏移 z) で制限することが必要である。そのため、今後は $z > 1$ の深宇宙をターゲットとした赤方偏移サーベイ計画が主流になると考えられる。計画されている eBOSS、HETDEX、PFS [58]、DESI [31] といったサーベイでは、明るい楕円銀河の他、輝線銀河やクェーサーなどのサンプルを組み合わせることで、$z > 1$ の広範囲の赤方偏移において宇宙の加速膨張率を制限することを目指している。遠方の銀河は必然的に暗いため、これら遠方宇宙での大規模サーベイの実現には、広視野と大口径の両方を兼ね備えた分光サーベイが必要となる。また高赤方偏移では特徴的な輝線が近赤外で観測されるため、大気の影響がない、スペースの優位性を活かし、Euclid、WFIRST の宇宙衛星サーベイ計画では近赤外線波長帯の分光サーベイを柱としている。

大規模構造は他の相補的な観測と組み合わせることにより、宇宙モデルにさらに強い制限を与えることができる。例えば後述の重力レンズ観測と組み合わせることで修正重力理論の検証が可能である。さらに、高解像度の CMB 観測と大規模構造の観測を組み合わせることにより、運動学的スニャエフ・ゼルドヴィッチ効果 (kSZ) [55] を通じて銀河の特異速度の視線方向成分を直接測ることも可能であり、銀河のクラスタリングと相補的に重力理論に制限を与えることができる [17; 40]。大規模構造観測における最も重要な統計誤差の 1 つであるコスミックバリアンスを抑えるために、マルチトレーサー法という観測テクニックが提唱されている [51; 35]。この方法は、サブサンプルごとのバイアスの差が大きいほど有用であるが、観測データからサンプルを効果的に分ける方法については更なる研究が必要である。

弱い重力レンズ

密度ゆらぎの進化を直接測定できる他の有力な手法として、弱い重力レンズがある。弱い重力レンズ現象によって、背景の銀河は手前の重力場によってわずかに変形をうける。この小さなゆがみは多くの背景銀河の形状を測定し統計処理をすることによって測定でき、重力レンズ現象を引き起こす密度ゆらぎ分布の情報を得ることができる。この手法の利点は、純粋に重力的な効果のため直接観測できないダークマターを含めたすべての質量の分布を直接測ることができる点にある。また与えられた質量分布に対して対応する重力レンズ効果を一般相対論（または様々な修正重力理論）から曖昧さなく容易に計算できる点も利点となる。

現存する最大の重力レンズサーベイは CFHT Legacy Survey のデータを用いた CFHTLenS [19] であるが、サーベイ面積は 150 deg^2 で背景銀河の数密度は ~ 10 arcmin^{-2} 程度に限られ、ここから得られる宇宙論的制限はそれほど強くはない。現在では DES と HSC がサーベイを開始しており、これらは CFHTLenS と同等かそれ以上の深さ（銀河数密度）を保ちつつ 10 倍以上の面積を掃くサーベイであり重力レンズからの宇宙論的制限も飛躍的に改善する。2020 年代には、LSST や Euclid といった将来計画が一万平方度以上の領域で銀河数密度 ~ 30 arcmin^{-2} 程度の深さで重力レンズ測定を行う予定であり、重力レンズは宇宙の加速膨張研究の中心的手法として期待されている。

重力レンズ効果は視線方向の密度ゆらぎの積分に依存する。従って、例えば背景銀河形状の 2 点相関関数は密度ゆらぎのパワースペクトルを視線方向にある重みをつけて積分したものを測定することになる。つまり単純な重力レンズ解析は投影された密度分布を測定することになり、時間方向のゆらぎの「進化」の情報は得られない。重力レンズでゆらぎの時間進化を調べる方法として、背景銀河サンプルを赤方偏移 z でビンに分けて重力レンズ信号の時間変化を調べるいわゆるトモグラフィーがある [24]。重力レンズ解析に使うすべての銀河に対して分光観測を行うのは現実的ではないため、多色フィルターの撮像を行い測光的赤方偏移をもとに解析を行うのが一般的である。この手法により、図 3.4 に示しているように他の銀河相関関数や Ia 型超新星と同レベルの高い精度でダークエネルギーの状態方程式に制限がつけられる [67]。また、重力レンズによる密度ゆらぎの進化の測定は他の測定と組み合わせることで加速膨張がダークエネルギーによって引き起こされたか修正重力によって引き起こされたかの検証が可能であるため、加速膨張の起源を解明するうえで本質的である。一つには修正重力理論では宇宙の膨張史が同一でも一般相対論の場合とは異なるゆらぎの進化速度を示すため、重力レンズでこのようなモデルの検証が可能となる（例えば [53]）。また銀河に対する重力レンズ効果の観測と上で議論した赤方偏移ゆがみを適切に組み合わせることで銀河バイアスの不定性を打ち消し、重力理論を直接検証することもできる [72; 46]。

重力レンズ観測から密度ゆらぎの時間進化を引き出すもう一つの方法は、重力レンズ信号と赤方偏移がわかっている手前の天体との相互相関関数を測定することである。これにより、重力レンズ信号の中から手前の赤方偏移にある質量分布の情報のみを引き出すことができる。この解析に使う天体として有力なのが、分光サーベイの銀河あるいは測光的赤方偏移が正確な銀河団である。前者の場合は、同じ観測天域に対して、撮像および分光サーベイのデータが存在している必要があり、また撮像データは分光銀河の背景にある銀河をサンプルできるような深いデータである必要がある。銀河団は重力レンズサーベイで必要となる多色撮像データから同定することができ、メンバーの赤い銀河の測光的赤方偏移からその赤方偏移を比較的正確に見積もることができる。従って重力レンズ信号と異なる赤方偏移ビンの分光銀河あるいは銀河団との相互相関によっても密度ゆ

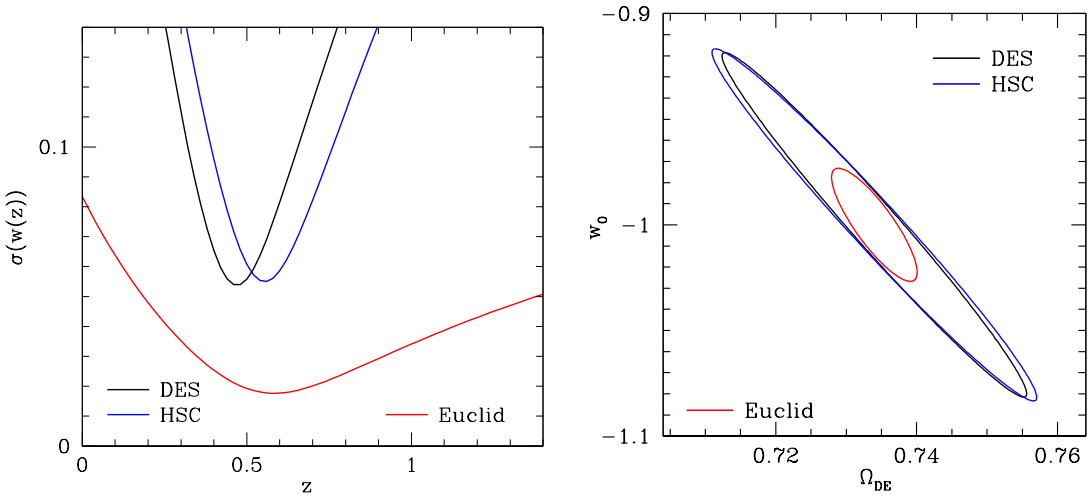


図 3.4: 重力レンズサーベイのトモグラフィー 2 点相関関数解析によるダークエネルギー状態方程式への制限。**左パネル：**赤方偏移 z の関数として状態方程式 $w(z)$ がどの程度制限されるかをプロットしたもの。黒線と青線が 2010 年代の代表的なサーベイである DES と HSC から期待される制限、赤線が 2020 年代の中心的宇宙論サーベイの一つである Euclid からの制限である。Euclid では制限が大幅に向上し、高赤方偏移で特に大きな改善が得られることがわかる。**右パネル：**時間依存しないダークエネルギーの状態方程式を仮定した場合の、それぞれのサーベイから期待されるダークエネルギーの存在量と状態方程式への制限。

らぎの時間進化を抽出することができる [39]。この方法によっても、前述の 2 点相関関数のトモグラフィーと同等かそれ以上の宇宙論的制限を得ることができる。

以上述べた重力レンズのサイエンスに必要なサーベイとしては、既に述べたように多色の撮像サーベイが基本となる。精度はサーベイ面積と解析に使用する背景銀河の数密度で決まるので、出来るだけ広い領域を観測しかつ多くの銀河を検出できる深い撮像が重要となる。また重力レンズ解析においては個々の銀河を空間的に分解しその形状を正確に測定する必要があるため、撮像の角度分解能も重要となる。地上観測では出来るだけシーイングの良い（例えば $< 0.7''$）サイトでのサーベイが望まれる。宇宙望遠鏡を使えば地上よりずっと良い角度分解能が達成できるためよりサイズの小さい銀河まで重力レンズ解析に使うことができ大きなゲインがある。また、重力レンズ解析の主な系統誤差の要因として測光的赤方偏移に起因する系統誤差がある。この誤差を抑えるためには、背景銀河のサブサンプルに対して分光観測を行い測光的赤方偏移を正しく較正する必要がある。このため重力レンズサーベイに関しては分光装置も重要な役割を果たす。2020 年代の重力レンズサーベイで重要となる分光装置は、一つにはすばる PFS のような大型望遠鏡に設置された広視野多天体分光器、及び集光力が大きく暗い銀河まで分光できる 30m 級大型望遠鏡の多天体分光器である [38]。

宇宙膨張時間変化の直接測定

宇宙膨張を直接測定する方法として、赤方偏移の時間変化を測る方法が知られている。赤方偏移の時間変化は $\dot{z} = (1+z)H_0 - H(z)$ と表されるため、同一天体の赤方偏移を 10 年程度の間隔で測定し、その差異を検出することで宇宙膨張の時間変化を直接測定することができるのである (redshift drift)。この観測の実現可能性の検討がリスクら [32] によりなされている。この論文に従って、同一天体の赤方偏移の時間変化から測定される宇宙膨張の時間変化の期待値は、一様等方宇宙モデルから容易に計算出来る。現在の標準的なモデルについての計算結果は [32] の Fig. 2 にあり、$\Omega_m = 0.3$ の宇宙項入り平坦モデルの場合 $z < 2$ ($z > 2$) においては加速 (減速) 膨張であり、$z \simeq 1$ で $dv/dt \sim 0.3$ cm s^{-1} yr^{-1}、$z \simeq 4$ で $dv/dt \sim -0.5$ cm s^{-1} yr^{-1} である。すなわち 10 年の間隔で数 cm/s 程度の変化を検出する事が必要となる。これは、直接観測量である赤方偏移に対しては、オーダーにして $\Delta z \sim 10^{-6}$ に対応する。

この微小な速度変化検出に適した天体の条件は以下の 4 点である。 (1) 特異加速度が小さくかつ多くのサンプルをとった際にそれがランダムであること、(2) スペクトラムはシャープである、すなわち内部速度（温度）が小さい、(3) 観測効率が良い（サンプル数、対象天体の明るさ）、(4) 広い赤方偏移域に渡り存在する。この条件を満たす天体としては、クェーサー吸収線の Lyα 雲が挙げられる。この理由は、単一のクェーサーから数 100 個の Lyα 雲が検出できる事である。しかし、Lyα が可視域で検出できるという条件から赤方偏移は $z > 2$ に限られる。また吸収線幅は ~ 30 km s^{-1} ほどあるため、多数の Lyα 雲の観測が要求される。[32] では、宇宙論的流体構造形成シミュレーションの結果を用いて Lyα 雲の予想される特異加速度を評価しており、それによれば、大部分は 0.3 mm s^{-1} yr^{-1} 以下と予想され、宇宙膨張の時間変化より 3 桁以上小さく無視出来ると結論される。

[32] ではクェーサー吸収線観測による Lyα forest の赤方偏移測定のモンテカルロシミュレーションを行い期待される測定精度も評価している。観測された Lyα forest の HI 柱密度、吸収線幅、赤方偏移分布の確率分布から疑似クェーサースペクトラムをモンテカルロ法で作り、個々の Lyα 天体を 10 年程度の観測で観測したとした時に測定される赤方偏移差とその誤差を求めている。測定は光子数の統計誤差で制限されているとしてその他の要因による誤差は考えていない。この見積もりから、最低必要とされる分光器の分解能は $R > 10,000$ と結論されている。また、例えば E-ELT (口径 42m) で 20 個の $z \sim 4$ クェーサーを 10 年程度の間隔で 2 度づつ観測した場合（およそ 20 年間で観測時間 4000 時間）、$2 < z < 4$ の $\Delta z \sim 0.5$ のそれぞれの範囲について、$\sigma_{dv/dt} = 0.2$ cm s^{-1} yr^{-1} 程度の精度の測定が可能だと見積もられている。現在の宇宙が、いわゆる標準的な宇宙モデルであれば、これにより宇宙膨張時間変化の有意な検出が可能である。ただ、光周波数コムなどの波長較正による超高精度分光測定が実現されれば、宇宙膨張の直接検出に必要な観測夜数は軽減される可能性があることを補足しておく。

この観測による科学的意義は、なんといっても宇宙膨張の時間変化の直接検出である。これは宇宙膨張とその膨張速度が精密に測定された現代において、次に目指すべき課題であり、その質的な意義は大きい。例えばこの観測が宇宙の加速膨張期に対して行われれば、宇宙の非一様性による見かけの加速膨張の可能性を完全に排除でき、宇宙が真に加速膨張していることが確認できる。また、Lyα 吸収線の可視分光観測では、宇宙が減速から加速膨張に移行した $z < 2$ の時期の測定が出来ないという限界があり、他の天体の利用を検討する必要がある。

AGN 反響マッピング観測による宇宙モデルとダークエネルギーの検証

赤方偏移が 2 を超える遠方での距離測定を可能にする有力候補が、活動銀河核 (AGN; 「巨大ブラックホールと活動銀河核」章も参照) である。AGN では、ブラックホール周囲に形成された降着円盤からは紫外可視連続光が、それらを取り巻くように分布している広輝線領域 (BLR) 電離ガス雲と塵トーラスからは降着円盤からの放射を吸収して生成される広輝線および赤外連続光が放射されている。このため降着円盤の放射が変動すると、これに応答して広輝線および赤外線の強度が変動する。このとき、降着円盤から BLR および塵トーラスまでの光の伝搬時間に相当する遅延が生じる。これを観測することにより、降着円盤からこれらの領域への距離、すなわちブラックホールを中心とした領域半径を直接測定することができる (反響マッピング観測 [7])。近傍 AGN の反響マッピング観測から、BLR 半径および塵トーラス内縁半径は降着円盤光度の平方根に比例することが確認されており ([6; 29])、これらの半径が基本的に放射平衡によって決まっていると考えられている。つまり

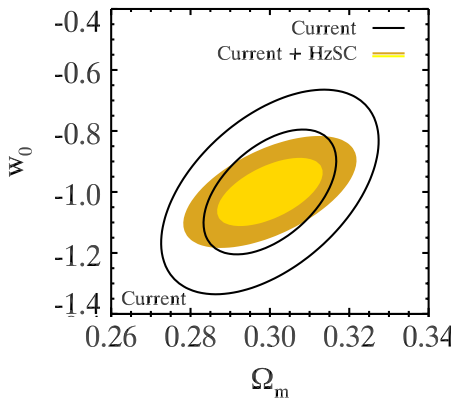


図 3.5: $\Omega_m - w_0$ 空間における、現在までの超新星爆発や BAO の観測による信頼領域 (黒線) と、高赤方偏移クェーサーの光度距離測定の結果を加えた場合に予想される信頼領域 (色付きコントア) の比較 [27, 掲載許可取得済み]。

遠方の AGN を反響マッピング観測して BLR あるいは塵トーラス内縁半径を求めれば、半径光度関係からその天体の真の光度が分かり、見かけの光度と比較することで光度距離を求めることが可能となる ([65; 12; 71] など)。これにより近傍から赤方偏移 2 を超える高赤方偏移までの光度距離測定が可能となり、今後さらに物理機構と系統誤差の理解を進めることで、宇宙モデルやダークエネルギーの性質を制限する新たな手法となり得る。(図 3.5)。実際、近傍 AGN の BLR 反響マッピング観測からは現在の標準的な宇宙モデルと矛盾しない結果が得られており [65]、さらには近傍 AGN の塵トーラス反響マッピング観測と塵放射平衡モデルから求められた光度距離測定に基づき、他の手法と完全に独立に $H_0 = 73$ km/s/Mpc という値が得られている [70]。ただし、この手法は経験則に基づくため、その物理機構の理解を進め、さらなる系統誤差の精査が必要であろう。

これまで AGN 反響マッピング観測は各地の小口径望遠鏡を用いて進められてきたが、近年は SDSS-III に搭載された BOSS 多天体分光装置による系統的な AGN 反響マッピング観測 [52] を皮切りに、大規模化しつつある ([28; 8; 23] など)。宇宙モデルやダークエネルギーの性質に制限を与えるには 1,000 天体を上回る AGN の光度距離を測定する必要性を示唆するシミュレーションもあり [27]、今後 BLR 反響マッピング観測は多天体分光器による効率的な観測がほぼ必須となることは疑いの余地がない。以上の点から期待されるのが、近赤外線多天体分光器であるすばる/PFS と TAO/SWIMS、中間赤外線撮像器 TAO/MIMIZUKU である。すばる/PFS と TAO/SWIMS による BLR 反響マッピング観測、TAO/MIMIZUKU による塵トーラス反響マッピング観測により、赤方偏移 $z = 0$ から ~ 7 に至る光度距離を求めることが可能である。また、光度距離の測定精度を高めるためには連続光成分の変化を測光モニター観測で追うことが重要であり、小回りの効く小口径望遠鏡の活用も必要となる。

3.2.4 光赤外の宇宙論サーベイで探る初期宇宙の物理

構造形成の標準的シナリオは、宇宙の始まりに生成された量子ゆらぎが急激な加速膨張で古典原始ゆらぎとなり、その原始ゆらぎが種となり、膨張宇宙のなかで主にダークマターの重力の不安定性により、様々なスケールの構造を形成してきたというものである。原始ゆらぎの生成メカニズムを与える有力な候補がインフレーションである。標準的なインフレーションシナリオの予言は (1) 宇宙の曲率の平坦性 ($\Omega_K \simeq 0$)、(2) スケール不変な原始パワースペクトル ($n_s \simeq 1$、$\alpha_s \simeq 0$)、(3) 断熱ゆらぎの初期条件、(4) 原始ゆらぎのガウス性、(5) 原始重力波、であろう。CMB を代表とする観測データは、これら全てを支持する結果を示している。しかし、量子重力の究極理論の有力候補である超弦理論などでトップダウン的にインフレーション理論を計算するのは未だ不可能であり、現時点では様々な現象論的モデルが提案され、百家争鳴の状況である。また、LHC、あるいは現技術の地上加速実験では、インフレーションのエネルギースケールを再現するのは不可能であり、宇宙観測のみが唯一の手段である。原始重力波の探査、特に CMB の B モード偏光の検出はインフレーションの直接的なテストになるが、光赤外の観測には関係しないので、以下では触れない。

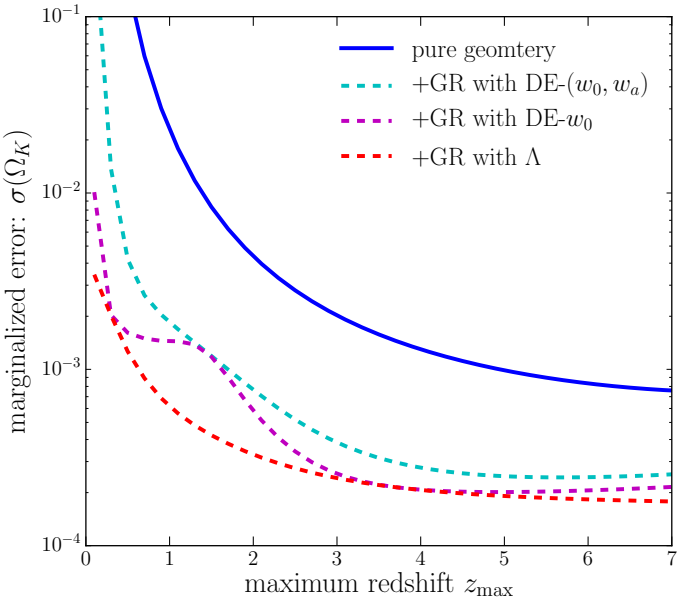


図 3.6: 赤方偏移空間の銀河相関関数のバリオン音響振動スケールの測定から得られる角径距離 $D_A(z)$、ハッブル膨張則 $H(z)$ から得られる宇宙の曲率の制限の予測値。ここでは、赤方偏移 $z_{\rm max}$ までの「全天」銀河分光サーベイを仮定し、期待される最善の曲率の制限の結果、つまり有限の銀河の個数密度の影響も無視した結果を示している。実線は、動径距離と角径距離の関係 (式 3.1) 、すなわち幾何学的な関係のみを用いた場合の結果、他の線は、アインシュタインの場の方程式を仮定し、ハッブル膨張則がダークマター、バリオン、ダークエネルギーのエネルギー密度の関数（式 3.2) で与えられることを用い、距離の制限から曲率を制限した場合、ダークエネルギーの不定性があるが、宇宙項の場合、あるいはダークエネルギーの状態方程式が $w_{\rm de}(z) = w_0 + w_a(1-a)$ の関数で与えられる場合の結果を示す。文献 [59] から引用 (掲載許可取得済み)。

光赤外の観測で初期宇宙あるいはインフレーションの物理に迫るためには、以下の 2 つのアプローチがあるだろう。まず、得られる観測データから可能な限りの精度で上述のインフレーション条件をテストする。第二に、様々なインフレショーンモデルを区別するために、上述の最も単純なインフレーションの予言からの「ずれ」を探求し、モデルのテスト、選定を行うことである。近年の進展でエキサイティングな結果として、Planck 衛星の CMB 温度ゆらぎ、偏光のパワースペクトルの詳細な測定により、原始パワースペクトルの冪乗パラメータ (n_s: tilt) が $n_s = 0.9652 \pm 0.0062$ のように制限され、つまり完全スローロール条件 (slow-roll condition) の $n_s = 1$ からのずれが 5σ 以上の統計的有意性で検出されたことがある。これは、インフレーション自体がダイナミカルな現象であり、現在の宇宙に進化するために、インフレーションが終了すること、つまり $n_s = 1$ は厳密な意味では破れていることが必然条件であり、これが確認されたことを意味する。実際に、Planck の結果により幾つかのインフレーションモデルは棄却されている。今後もこの方向性でインフレーション研究が進むことは間違いなく、以下では光赤外の観測が果たすことができる役割について議論する。

宇宙の曲率

宇宙の曲率パラメータ (Ω_K) は、アインシュタイン方程式の解である一様等方宇宙モデル Friedmann-Robertson-Walker (FRW) の最も基本的なパラメータの一つである。インフレーションは、宇宙の「観測可能な領域」においては、宇宙の曲率はほぼ平坦に見える、つまり $\Omega_K \simeq 0$ であることを予言する。しかし、宇宙全体の真の曲率の値については、何の予言も与えない。実際に CMB、超新星、バリオン振動の測定結果は、観測精度の範囲内で曲率が平坦である結果をサポートしている。しかし、これら曲率の制限は、アインシュタインの相対性理論の予言 FRW モデル、あるいは構造形成のモデルを介在したものである。これに対して、以下に述べるように、銀河サーベイはより仮定の少ない、直接的な曲率のテストを可能にする [59]。

宇宙の大域的な幾何のために、赤方偏移 z までの動径距離 $D_C(z)$ と角径距離 $D_A(z)$ は必ずしも同等ではなく、宇宙の曲率を通して、以下のように関係している。

$$D_A(z) \simeq D_C(z)\left[1+\frac{1}{6}H_0^2\Omega_K D_C(z)^2\right], \tag{3.1}$$

ここで、$\Omega_K \simeq 0$ を仮定し、関係をテイラー展開した。$\Omega_K > 0$ は「開いた」宇宙、$\Omega_K = 0$ は「平坦」な宇宙、そして $\Omega_K < 0$ のときに「閉じた」宇宙である[1]。この関係は、膨張宇宙のなかで定義した三角形の内角の和が 180 度より小さい、180 度、あるいは 180 度より大きいという相対論的な幾何の性質だけに起因する。また、上式の関係は、一様等方の計量にのみ依存し、アインシュタイン方程式を用いていないことに注意されたい。また、動径距離はハッブルの膨張則 $H(z)$ を用い、$D_C(z) = \int_0^z dz'/H(z')$ のように書ける。3.2.3 節あるいは図 3.1 で述べたように、赤方偏移空間の銀河クラスタリング解析からバリオン振動スケールを測定することで、角径距離 $D_A(z)$、ハッブル膨張則 $H(z)$ を測定することができる。さらに測定した $H(z)$ から、動径距離 $D_C(z)$ を復元することも可能だろう。このように光赤外の銀河分光サーベイから、上式 (3.1) を検証することで、宇宙の曲率を直接的に制限することができる。

図 3.6 の実線は、銀河サーベイから得られる曲率の最善の制限の予想値を示す。赤方偏移 $z \sim 5$ までの「全天」銀河分光サーベイが得られれば、理想的な場合には、$\sigma(\Omega_K) \simeq 10^{-3}$ の精度で曲率を制限することが原理的には可能である。さらにアインシュタインの重力理論を仮定すれば、各赤方偏移の膨張則はダークマター、バリオン、ダークエネルギーのエネルギー密度の関数として与えられる。

$$H^2(z) = H_0^2\left[\Omega_{\rm m}(1+z)^3 + \Omega_K(1+z)^2 + \Omega_{\rm de}(z)\right]. \tag{3.2}$$

この関係から、観測量である角径距離、ハッブル膨張則は宇宙論パラメータで決定され、曲率パラメータを制限することができる。しかしながら、ダークエネルギーの正体は分かっていないので、曲率の制限の精度は、どのようなダークエネルギーのモデルを仮定するかに大きく依存することになる。図 3.6 では、宇宙項の場合、あるいはダークエネルギーの状態方程式パラメータについて、良く用いられている現象論モデル $w_{\rm de}(z) = w_0 + w_a(1-a)$ (w_0, w_a はパラメータ) を仮定した場合の結果を示す。後者の場合には、ダークエネルギーのエネルギー密度の赤方偏移進化は、$\rho_{\rm de}(z) \propto a^{-3(1+w_0+w_a)}e^{-3w_a(1-a)}$ で与えられる。この場合には、ダークエネルギーのモデルの不定性に大きく左右されるが、$\sigma(\Omega_K) \sim 10^{-4}$ の精度が達成可能である。

文献 [16] で議論されているように、宇宙の曲率はインフレーションシナリオを検証する新たな切り口である。例えば、銀河サーベイにより、正の曲率 ($\Omega_K < 0$) を発見した場合、多くのインフレーションモデルを棄却、あるいは少なくとも宇宙の初期条件に厳しい制限を与えることができる。また、原始重力波が観測可能な程度に大きい場合には、曲率は $\Omega_K \sim 10^{-4}$–10^{-2} の程度に大きい傾向が好まれ、有限の曲率を測定することは、そのようなインフレーションシナリオを独立に検証することになる。いずれにせよ、有限の曲率の検出は新たなブレークスルーであり、あらゆる手段でその可能性を探求すべきである。この目的には、より広天域、より高赤方偏移、また赤方偏移空間でギャップのない銀河分光サーベイを行う必要がある。また、統計精度にリミットされた精度で銀河相関関数を測定するために、十分に高い個数密度で銀河を分光できる深い分光サーベイが望ましい。

[1] ここでは、例えば [42] などの通例に従い、$\Omega_K \equiv -K/H_0^2$ の定義を用いた。つまり負の曲率 ($K < 0$) のとき $\Omega_K > 0$ である。

スケール不変原始パワースペクトル

宇宙論データから原始パワースペクトルを制限することもインフレーションの重要なテストである。CMBを代表するこれまでのデータは、最も単純な、単一の冪乗則に従うモデル、$k^3P_\zeta(k) \propto k^{n_s-1}$、と矛盾しない。つまり、振幅と冪 ($n_s$) の 2 つパラメータに従うモデルである。Planck 衛星の最近の結果では、スケール不変からのわずかな破れ、$n_s - 1 = -0.0348 \pm 0.0062$ ($n_s = 1$ がスケール不変) が検出された。しかし、インフレーションのエネルギースケール ($E_{\rm inf} \sim 10^{15}$GeV) の物理は何も分かっていないにも関わらず、この単純な原始パワースペクトルからの「ずれ」はまだ見つかっていない。インフレーションの物理を探るには、このモデルからの「ずれ」、例えば、ある波数間に現れるスペクトルの冪からのずれの形状、あるいはより広い波数間では、単一冪乗則からのずれを表すモデル、running index α_s ($k^3P_\zeta \propto k^{n_s-1+(1/2)\alpha_s \ln(k/k_{\rm pv})}$) を検証する必要がある。標準的なインフレーションモデルは、一般的に $\alpha_s \sim O((n_s-1)^2) \sim 10^{-3}$ を予言するので、まずはこれを探るのが次の目標になるであろう。

この目標には、分光銀河サーベイから原始パワースペクトルの形状を制限することが必要になる。大波長スケール (小波数スケール) では、ゆらぎはまだ線形段階にあり、そこでは異なる波数のゆらぎモードは独立に進化するので、つまり原始スペクトルの情報をそのまま保持している。また、銀河バイアスの不定性も線形バイアスが良い近似で成立することが考えられており、原始パワースペクトルの形状を制限することが可能である。理想的な広天域銀河分光サーベイにより、$\alpha_s \sim 10^{-3}$–10^{-4} の精度を達成するのは可能であり、さらなるインフレーションモデルの絞り込みができるだろう [57]。バリオン音響振動探査を主目的とした広天域かつ高赤方偏移までをカバーする銀河分光サーベイのデータを用いることで、バイプロダクトにこの研究テーマを探求することができる。

断熱ゆらぎ

構造形成の初期条件も驚くほど単純なように見える。宇宙の構造形成は、光子、バリオン、ニュートリノ、ダークマターの多成分が、それぞれ異なる状態方程式、相互作用を持って、これまで進化してきた。現宇宙はダークエネルギーが卓越するが、時間を遡れば、ダークマターが優勢な時期 (物質優勢)、光子・ニュートリノが優勢な時期 (輻射優勢) があり、それぞれの時代に異なる成分が重力に支配的な役割を果たしてきた。あるいはさらにエネルギースケールを遡れば、未知の素粒子が支配的な役割を果たした時期があったかもしれない。宇宙の構造形成の問題とは、仮定した初期条件から出発し、膨張宇宙のなかで、これら多成分系が互いの相互作用、重力の不安定性で如何に進化してきたかを解く問題である。

これまでの宇宙論データが示すのは、これらの多成分の初期条件が、単一の自由度の初期条件に従うことを示しており、これは断熱ゆらぎ初期条件と呼ばれる。つまり、各空間の場所で、光子、ニュートリノ、バリオン、ダークマターのゆらぎ場の初期値が、その振幅、位相についてぴったりと揃っているのである。この結果も奇跡的に調整された初期条件に思えるが、最も単純な単一場のインフレーションモデルが予言するのがこの初期条件である。

この断熱ゆらぎの初期条件からの「ずれ」を探るのが、次世代の銀河サーベイの目標となる。例えば、バリオン音響振動実験は、CMB パワースペクトルで見られる音響振動の波長スケールと、銀河パワースペクトルで見られる振動の波長スケールが一致するということを仮定しているが、これは CMB における光子のゆらぎと銀河分布におけるバリオンのゆらぎの波長、位相が揃っているという断熱ゆらぎ条件を暗に仮定していることを意味する。つまり、観測的に CMB の音響振動スケールと銀河の音響振動スケールが一致しないことを確定すれば、それは断熱ゆらぎからの「ずれ」を測定したことを意味し、インフレーションに新たな制限を加えることができる [33]。これも銀河サーベイが果たすことができるユニークなサイエンスであり、将来計画が目指すべき研究の方向性であろう。この目的には、やはりバリオン音響振動探査を目的とした広天域かつ高赤方偏移までの銀河分光サーベイが必要になる。

原始非ガウス性

インフレーション理論のもう一つの重要な予言は、原始密度ゆらぎの確率分布がガウス分布に非常に近くなるという点である。これは原始密度ゆらぎが、相互作用の小さい自由場の量子ゆらぎから生成されることに由来しており、現在の観測では見つかっていない小さな非ガウス性はインフレーション理論を支持する強い観測的証拠の一つである。一方で、スケール不変原始パワースペクトルの破れのように、一般にインフレーション理論は「ゼロでない」原始非ガウス性を予言するため、小さな原始非ガウス性を検出できれば、さらなる理論の検証、あるいは数多くあるインフレーション模型の峻別も可能になると期待されている。

原始非ガウス性はさまざまなタイプのものがあるが、一番単純なものは「局所型」非ガウス性である。このモデルでは曲率ゆらぎがガウス統計に従う場 ϕ を用いて $\Phi = \phi + f_{\rm NL}(\phi^2 - \langle\phi^2\rangle)$ と表される。$f_{\rm NL}$ が非ガウス性の強さをあらわすパラメータであり、Φ の大きさが 10^{-5} であることから、$f_{\rm NL} \sim 1$ は二次の非ガウス項の寄与が 10^{-5} のオーダーの非常に小さな非ガウス性を表すことになる。現在最も強い非ガウス性の制限は宇宙背景放射によって与えられ、たとえばプランク衛星の観測から $f_{\rm NL} = 2.7 \pm 5.8$ と強い制限が与えられている [43]。一方で単純な単一場インフレーションでは $f_{\rm NL} < 1$ の非常に小さな非ガウス性が予言されるため、より強い観測的制限が将来的に望まれる。

実際宇宙背景放射と同等かそれ以上の精度の原始非ガウス性の制限は大規模構造の観測によって与えられる。これは、原始非ガウス性の存在により大スケールでスケール依存するバイアスが誘起されるため、広視野サーベイ観測の相関関数の解析により強い制限が与えられるためである [13]。大スケールでは宇宙のサーベイ領域の有限性に起因するコスミックバリアンスによって精度が制限されるが、前述のマルチトレーサー法と呼ばれる、異なるバイアスの値を持つ天体を組み合わせる手法でこの効果をある程度低減することができる [51]。例えば最近の見積もりでは Euclid で $\sigma(f_{\rm NL}) \sim 0.5$ の原始非ガウス性の強い制限が得られると期待され [69]、これにより多くのインフレーション理論を定量的に検証していくことが可能になるであろう。また局所型非ガウス性だけでなく、より一般の 3 点相関や 4 点相関の原始非ガウス性を調べることでインフレーション模型の無撞着性を検証していくことも重要である [56]。

3.2.5　宇宙の構造形成の物理およびダークマターの性質

非線形構造形成・ニュートリノ質量

小波長スケールでは、構造形成は非線形段階に進化し、重力の非線形性により異なる波数間のモードカップリングが生じ、原始パワースペクトルの情報をそのままには保持していない。また、線形銀河バイアスも破綻し、非線形なバイアスが生じる。バリオン効果 (星形成などのガス物理) の影響も現れる可能性があり、小波長スケールの観測から原始パワースペクトル、宇宙論パラメータの情報を復元できるかという問題は、理論的にチャレンジングな問題である。しかし、十分に正確な構造形成の理論モデルが構築できれば、これら小スケールの情報を用いることが原理的には可能である。小波長スケールの情報を用いることができるのは、2 つの理由で大変魅力的である。一点目は、パワースペクトルの測定の統計精度はフーリエ空間での体積に比例するので、小波長スケール (大波数スケール) まで情報が使えれば統計精度が飛躍的に改善できる。二点目は、CMB の測定と組み合わせることでより広い波数空間で原始パワースペクトルを制限することが可能になり、n_s、α_s のパラメータの制限を飛躍的に向上できることである。この方向性の研究は、今後ますます進展するだろう。

銀河赤方偏移サーベイの場合、重力進化、赤方偏移ゆがみ、そして銀河バイアスといった 3 つの効果に付随する非線形性が現れる。非線形性の弱い大スケールでは、摂動計算などでこれら 3 つの非線形性を取扱う手法が確立しつつあるが (例えば、[60; 61; 47])、非線形性が発達してくる小スケールでは（$z \sim 0$ だとおよそ $k > 0.2\,h\,{\rm Mpc}^{-1}$、あるいは $r < 10\,h^{-1}\,{\rm Mpc}$）こうした手法は適用できず、現段階では数値シミュレーションをベースにした手法に頼らざるを得ない。また、第一原理的な銀河形成シミュレーションが未だ不可能であるため、現象論的に銀河バイアスの取り扱う手法として、N 体シミュレーションのダークマターハロー内部に銀河を割り当てる HOD (Halo Occupation Distribution) などと呼ばれる対処的な手法が主流となっている。こ

うした非線形現象の定量的な理解は、精密宇宙論研究のみならず、構造形成理論や銀河の形成・進化を理解する上でも重要であり、今後一層の発展が望まれる。

まず、小スケールの構造形成の面白い物理として、ニュートリノ質量の制限に関する展望について議論する。宇宙論的観測でニュートリノの質量に制限が得られるのは、基本的には重力を介して宇宙膨張や宇宙大規模構造に影響を与えるためである。ニュートリノは宇宙の温度が数 MeV 以前には光子などと熱平衡状態にあるが、宇宙初期では相対論的粒子として振る舞い、宇宙の温度がニュートリノの静止エネルギーより低くなる時期、すなわち $1+z_{\mathrm{nr},i} \simeq 189(m_{\nu,i}/0.1\mathrm{eV})$ より後では非相対論的粒子として振舞う。CMB が観測するのは $z\sim 1100$ の宇宙のスナップショットであるが、ニュートリノが 0.6eV (3 世代ニュートリノ和が 1.8eV 程度）よりも重くなければ、$z\sim 1100$ 以前では相対論的粒子として振る舞い、ニュートリノ質量の影響は CMB の物理過程、観測量に現れない。このため、CMB に比較して低赤方偏移の宇宙の構造形成を調べる銀河サーベイが、ニュートリノ質量を制限する強力な手段になると期待される理由である。ビックバン熱史の帰結として、ニュートリノは大きな速度分散をもち、非常に長いフリーストリーミングスケール ($z=0$ で、$k_{\mathrm{FS},i}\sim 0.068(m_{\nu,i}/0.1\mathrm{eV})h\mathrm{Mpc}^{-1}$) を持つ。フリーストリーミングスケール以下の小スケールでは、ニュートリノはクラスタリングできず、ゆらぎの重力成長を抑制する。フリーストリーミングスケールはバリオン音響振動と同程度のスケールであり、かつこの抑制の効果はパワースペクトルの振幅に対してパーセントレベルの効果であるため、バリオン音響振動の測定を念頭に置いた銀河赤方偏移サーベイは、バイプロダクト的にニュートリノ質量を制限できる。

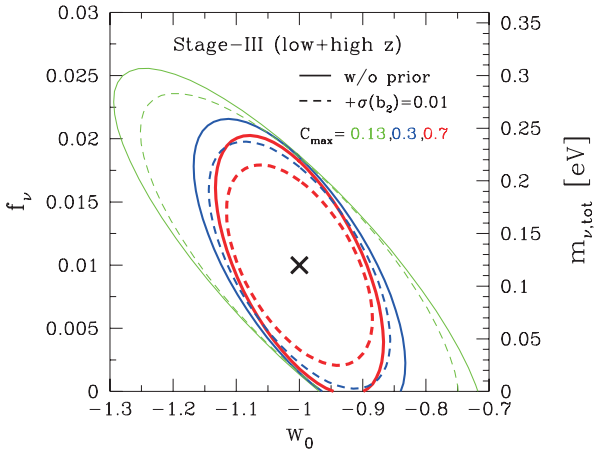


図 3.7: 2020 年代で得られるであろうニュートリノ質量とダークエネルギーパラメータに対する観測的制限の予想図 [49]。Planck による CMB 温度・偏光ゆらぎ観測から得られる宇宙論的制限をふまえ、SDSS-III BOSS とすばる PFS で測定される銀河パワースペクトルを組み合わせた場合に得られるパラメーターの制限をフィッシャー解析に基づき求めた。異なる色は、より小さなスケールまでの情報を用いた場合 (緑、青、赤の順番により積極的に小スケールの情報を含んでいる) に対応する。点線は、銀河バイアスの情報が他の何らかの観測量で与えられている場合を示している。

2020 年代の光赤外銀河サーベイにおけるニュートリノ質量の制限の展望はどのようなものであろうか？ 図 3.7 に、SDSS-III BOSS とすばる PFS で測定される銀河パワースペクトルを組み合わせた場合、予想される観測的制限を示す [49]。図では Planck による CMB 温度・偏光ゆらぎの観測から得られる宇宙論的制限を予め考慮してある。まず制限の強さそのものは主に観測体積で決まっており、観測体積を大きくすればするほどコスミックバリアンスの影響が小さくなり、より厳しい制限になる。異なる色は、より小スケールの情報をどこまで用いるかに対応しており、理論予言の手法がより小スケールまで確立されれば、それだけ厳しい制限が得られることを意味する。最後に、銀河のバイスペクトルや弱い重力レンズ効果など相補的な観測によって銀河バイアスの不定性が除去されれば、その分だけより厳しい制限が得られることを点線で示してある。またここでは示していないが、ニュートリノによる構造成長を抑制する効果は特徴的なスケールと時間依存性を示すため、様々な宇宙の時期の観測を組み合わせることもより厳しい制限を得る助けになる。

構造形成でのバリオン成分の影響

現在の標準的な宇宙の構造形成のシナリオでは、宇宙初期に非常に小さかった密度ゆらぎが重力成長により進化し、多様な構造（銀河団、銀河、星団等）を作ったと考えられている。様々な宇宙論的観測（CMB、銀河サーベイ、弱い重力レンズ、銀河団の数分布、Lyα 雲等）により、密度ゆらぎはホライズンスケール（10 Gpc 程度）から 1 Mpc 程度まで測られている [1]。密度ゆらぎの非線形成長を追う際には、通常 N 体数値シミュ

レーションが用いられる。近年は、バリオン成分（星やガス）も取り入れた高精度の宇宙論的な数値計算が活発に研究されている。ダークマターのみの場合、重力進化のみを追えば十分だったが、バリオン成分も考慮すると様々な天体物理過程（星や銀河形成、輻射輸送、超新星爆発や AGN からの輻射、ガスによる冷却等）も加わるため、計算が非常に複雑になる。大まかにはバリオンガスが冷却を伴うため、小スケール（約 100 kpc 以下）でのゆらぎの成長を何桁も促進する。しかし近年、AGN フィードバックにより、中間スケール（1 Mpc 前後）でむしろゆらぎの成長が抑制されることが示唆されている [62; 64]。現在の大規模構造の観測（弱い重力レンズや銀河団の質量分布）を理論モデルと比較する際にも、これらのバリオン成分の効果が考慮され始めている。そのため、2020 年代の大規模構造の観測では、バリオン成分が重要になることは間違いない。しかし、バリオン入りの数値計算はモデルに強く依存するため、銀河、AGN の観測的研究と連携し、さらなる研究を進めていく必要があるだろう。

強い重力レンズで探る小質量サブハロー

観測者、遠方のクエーサー、また手前の銀河が視線方向にほぼ一直線上に並ぶとき、重力レンズ効果により多重像を作ることがある。この際、銀河の密度分布をモデル化することにより、像の位置は再現出来るが、明るさの比は再現出来ない問題が知られている（明るさの比の異常問題）。これまで、この問題の原因はレンズ銀河内のサブハロー（10^9 太陽質量程度）による重力レンズ効果だと考えられてきた [34]。しかし、近年の高分解能の N 体数値計算によると、ハロー内部にこの問題を説明出来るほど十分多数のサブハローが存在しないことが示唆されてきた [68]。ただ N 体計算で再現されたハローと、現実の銀河には質量等の違いがあり、現実の銀河をどうモデル化するかなど、まだ不定性がある。また、これとは別に視線方向に存在するハローによる重力レンズでも異常問題を説明できる可能性が指摘されている [25]。中間赤外線帯ではクエーサーのサイズが比較的大きい（100 pc 程度）ため、星によるマイクロレンズを受けず、またダストの吸収も無視できるため、これら小ハロー（10^{8-9} 太陽質量）の探査に非常に適している [9]。将来的に中間赤外線帯でのクエーサーの重力レンズ多重像が多数見つかれば、サブハローや視線方向のハローに関する知見が得られると期待される。

また点源ではなく広がった銀河の強い重力レンズ現象によってもサブハローの性質を調べることができる [63]。この方法では、重力レンズを受けた背景銀河の輝度分布のゆがみを利用してサブハローを検出するため、背景銀河がクランピーかつ複雑な構造を持っている場合に効果的である。従って面分光観測により銀河複数像の速度場を測定することによりサブハロー検出効率が飛躍的に増大する [20]。この方法もクエーサー重力レンズと相補的な小ハロー（10^{8-9} 太陽質量）の探査方法であり、2020 年代には重要なアプローチとなるであろう。

いずれの方法も、将来の大口径望遠鏡が稼働を開始することでその応用の大幅な進展が見込める。一つにはこれらの観測は主に光赤外観測の空間分解能で制限されているが、大口径の実現により回折限界も改善されより高空間分解能観測が可能になる。また中間赤外線帯の観測や高 S/N の面分光観測では集光力も問題になるが、これも大口径を実現することで克服が可能である。これら極小スケールのクラスタリングの特性は、原始パワースペクトルの形状、CDM の素粒子的な性質（質量、熱速度など）に強く依存する可能性があり、将来観測で探求すべき研究テーマである。

銀河・ダークマターハロー関係

現象論的に銀河形成を考慮し、銀河サーベイの模擬カタログを構築する有効な手段が、N 体シミュレーションにおけるダークマターハローの分布と観測対象の銀河の対応関係を現象論的に探る、Halo Occupation Distribution (HOD) 法や Subhalo Abundance Matching (SHAM) 法である。HOD 法は、銀河のホストハローにおける中心 (central) 銀河と衛星 (satellite) 銀河の統計的な平均個数をホストハローの質量の関数として与え、その関数におけるフリーパラメータを小スケール (典型的には $\mathcal{O}$[0.1-1Mpc]) の銀河クラスタリング分布で決定するという方法である。これは典型的なハローのビリアル半径が $\mathcal{O}(1\,\mathrm{Mpc})$ 程度であり、このようなスケール以下ではハロー内部のクラスタリング分布を反映する (いわゆる、ハローモデルにおける 1 ハロー項、英語では one-halo term) からである [11]。HOD 法の便利な点は、ハローの質量関数や質量プロファイルさえ与

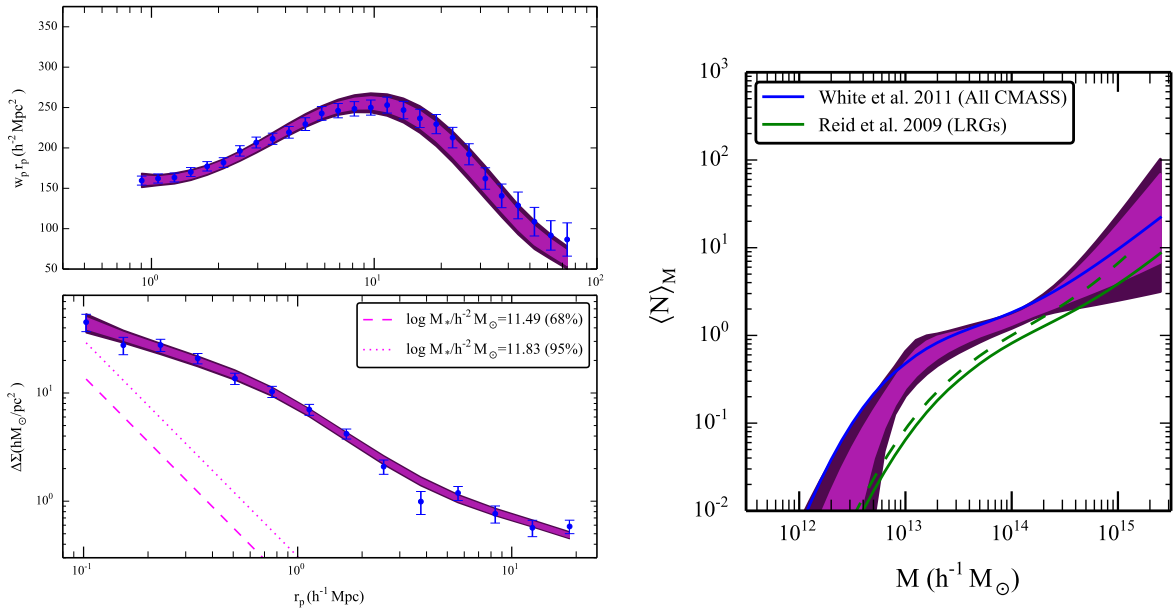


図 3.8: [36; 37] における SDSS CMASS 星質量サブサンプル ($11.10 < \log(M_*/h_{70}^{-2}M_\odot) < 12.00$) の 2 点相関関数 (左上)、重力レンズ効果 (左下)、及びこれらの信号から得られた HOD(右)。青実線はすべての CMASS 銀河の HOD、緑実線は LRG の HOD、緑点線は LRG の HOD を CMASS の赤方偏移にシフトしたものである。

えられれば、ハローモデルに基づいて、宇宙論パラメータと HOD パラメータを同時に考慮した解析を行うことができることである。

最近の HOD 法の有効な活用例として、銀河のクラスタリング分布と弱い重力レンズ効果を組み合わせて宇宙論パラメータと HOD パラメータを同時に制限した研究がある [36; 37]。図 3.8 では、HOD 法と ΛCDM 構造形成モデルを仮定し、SDSS-III/BOSS CMASS 銀河の 2 点相関関数と弱い重力レンズ効果の信号の測定結果を再現した結果を示している。このように、弱い重力レンズ効果の測定から、分光銀河をホストするハローの質量を制限することで、分光銀河の 2 点相関関数の振幅における宇宙論パラメータと銀河バイアスの縮退を解くことが可能となる。

HOD を利用した FoG 効果や速度バイアスに関する研究についても触れておこう。もし中心銀河がハローの中心からずれた位置にいると、中心銀河の固有運動が FoG 効果に寄与する。SDSS LRG サンプルにおけるこの効果を見積もるため、まず文献 [21] では、近接した銀河をグループ化して再構築したハロー分布 [45] に注目し、重力レンズ現象を利用して、再構築したハロー中心周りの質量分布を詳しく調べることで、中心からのずれの大きさを推定した。そして赤方偏移空間の銀河分布の非等方性を HOD 法に基づいて解析することで、FoG 効果の影響を詳しく調べることができ、銀河の速度分散を推定できた [22]。また速度バイアスに関しては、最近 BOSS CMASS 銀河サンプルにおける小スケールの赤方偏移ゆがみ解析の初の試みがあったが [44; 15]、速度バイアスに関して、中心銀河、衛星銀河それぞれに対してのハローの定義により異なる結果が得られているなどまだまだ議論の余地があり、今後の研究の発展が望まれる。

しかし、最近の研究で指摘されているように、同じホストハローの質量であっても、ハローの形成時期によってクラスタリングの強さが異なるため (いわゆるアセンブリバイアス、例えば [66])、ホストハロー質量のみの関数形を与えるという意味での HOD 法の限界が指摘されている [73]。そこで SHAM 法では、観測された銀河の星質量関数 (または光度関数) を出発点とし、“明るい銀河ほど重いハローに存在する”という考えのもとで N 体シミュレーションのサブハローに直接観測された銀河を割り当てていくが、この際に星質量・ハロー質量の間にある程度の不定性 (scatter) を導入することで、アセンブリバイアスを自然な形で取り入れることができる [5]。さらに最近、Subhalo age matching と呼ばれる、“同じ明るさの銀河では、赤い銀河ほどより古いハローに存在する”という方法で銀河を再割り当てすることでアセンブリバイアスを取り入れる方法が提唱

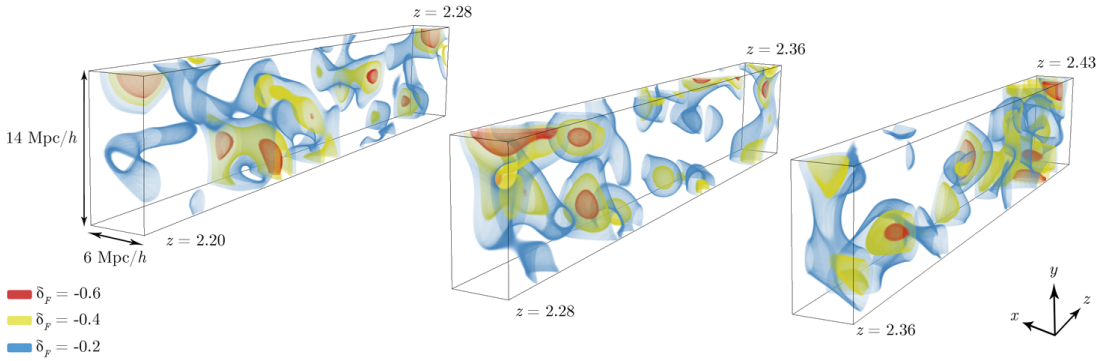


図 3.9: 星形成銀河を背景光源として用い、銀河間中性水素ガスの 3 次元分布を復元した結果 (文献 [30] から引用 (掲載許可取得済み))。

され、少なくとも SDSS メイン銀河サンプルにおける赤・青色の銀河の銀河クラスタリングと弱い重力レンズ効果をよく説明している [18]。一方で abundance and age matching 法では、宇宙論パラメータを固定した N 体シミュレーションのサブハローカタログに頼らざるを得ず、HOD 法のように、銀河バイアスと宇宙論パラメータの不定性を同時に考慮に入れるのは難しいのが課題である。

以上をまとめると、銀河バイアスを理解するために銀河・ハロー関係をモデル化する有効的手法はいくつかの方法があるものの一長一短であり、未だ発展途上の段階と言える。したがって 2020 年代には、より統一的な銀河・ハロー関係モデルの確立にむけて、大規模な光赤外観測によって宇宙の異なる時期・タイプの銀河サーベイが遂行されるべきであろう。どの有効的手法であれ、星質量関数 (または光度関数)、銀河クラスタリング分布、弱い重力レンズ効果など、観測から得られる様々な統計量のスケール依存性や星質量・色など銀河の性質依存性の詳細を同時に説明することで正当化されるので、まずはこれら統計量を精密に測定するような観測戦略が重要であろう。SDSS で得た教訓を例にとれば、CMASS 銀河の複雑な選択効果を理解するためには、より深い観測で得られた complete な銀河サンプルがたとえ狭い観測領域であっても重要であった [48]。また小スケールの相関関数から 1 ハロー項 (one-halo term) の情報を高い信頼度で取り出すには、ファイバー衝突問題を考慮する必要があった [44]。これらの教訓を念頭に置いた上で、銀河・ハロー関係の理論的・観測的研究が進み、銀河バイアス問題の解放に向けた方法論が発展することを期待したい。

吸収線系の物理

吸収線系の物理の研究も今後大きく進展するだろう。これは、HSC と PFS をはじめとする 8m 級あるいは宇宙望遠鏡の超広視野撮像カメラ、多天体分光装置を用いた広天域銀河サーベイが今後行われ、銀河形成の激動期の $z \sim 3$ の大量の銀河・クエーサーの撮像、分光データが得られるからである。銀河間に分布する中性水素ガスあるいは MgII などの金属雲は、これから星形成を通し銀河形成に使われる材料 (ガス雲)、あるいは銀河風アウトフローによって銀河からはき出されたガスであり、銀河形成の現場をまるで影絵のように写し出す、重要な観測対象である。

宇宙論的には、Lyα 宇宙論の不定性を除去するために、上記の吸収線系の研究が重要になるだろう。Lyα 宇宙の最大の不定性は、銀河間の中性水素ガスの物理状態である。大規模構造における中性水素ガスの分布は、バリオンの分布のみならず、ダークマターの分布、紫外線背景放射、あるいは近接の銀河・クエーサーからの紫外線光など様々な物理に依存する。例えば、ダークマターが密集する領域であっても、紫外線光が強い領域であれば、Lyα 雲の分布は必ずしも密度が高い領域になるわけではない。つまり、この場合は、Lyα 雲のバイアスが負になる領域になる可能性がある。現在の理論モデルは、単純なガス物理、輻射輸送の物理過程を仮定した、現象論的な数値シミュレーションに基づいており、満足できる精度に達しているとは言えない。このため、観測的にこの不定性を理解することが最善であろう。それでも重要な最近の進展は、Lyα 雲のパワースペ

クトルからバリオン振動スケールが測定されたことである [54]。これは Lyα のクラスタリング解析が、精密宇宙論の新たな手法になり得る結果と認識されている。しかしながら、上記の不定性により、そのパワースペクトルの振幅の情報を使うことは未だできていない。

このため将来のサーベイに期待されるのは、少なくとも数十平方度以上の天域 (理想的には幾つかの領域) について、深い銀河・クエーサー分光サーベイを行い、トモグラフィー手法を用い、銀河間ガスの 3 次元分布を復元することである。銀河の SED が良く理解されれば、銀河を背景光源として用い、手前の銀河間ガスを調べることも可能になるだろう。最近、その先行研究がなされ大きな注目を集めている [30]。深いサーベイを行うことにより、高い個数密度で背景銀河をマッピングし、影絵として探る吸収線系を十分な個数密度で検出できることになり、より高い空間分解能で銀河間ガスの 3 次元分布を復元することができる。これを実行するためには、背景銀河の SED を各波長要素で十分な S/N で検出することになる。例えば、数 Mpc の空間分解能で銀河間ガスの分布を復元するためには、$g \sim 24$ 等級までの銀河あるいはクエーサーを分光し、その吸収線系を用いる必要がある。すばる PFS でこの深さを達成するためには、オンソースで 2 時間以上の露出時間が必要になる。しかし PFS の集光力、視野、同時多天体分光能力を発揮すれば、約数十晩のすばる夜数でこのサーベイを行うことができる。さらに、この中性水素ガスと銀河あるいは金属雲の相関を調べることで、多角的に銀河形成の現場を探ることが可能になるだろう。これらの研究を宇宙論研究にフィードバックすることで、Lyα 宇宙論の不定性を除去し、新たな宇宙論研究を展開できる可能性がある。

さらに Lyα 雲を高精度に測定し、大統計が達成できれば、微細構造定数の時間進化および空間的な変化を探ることが可能である。もしこの信号が発見されれば、物理定数の起源の説明も試みている超弦理論などに強い示唆を与えることは間違いなく、ブレークスルーの可能性を秘めている。

3.2.6 将来計画の仕様

20 世紀の宇宙論の飛躍的な進展を引き継ぎ、21 世紀の宇宙論は黄金時代と言える。しかし、これまで述べてきたように挑むべきテーマは、宇宙の加速膨張の起源、ダークマター、ダークエネルギーの性質、インフレーションのテスト、非線形構造形成の物理の理解という難解な問題ばかりである。これらの問題の究明には、宇宙観測が最善の方法であり、これがまさに世界中で大規模な宇宙論サーベイが稼働中あるいは計画されている理由である。また、宇宙の大規模構造の基本構成要素が銀河という事実から、光赤外の観測も主要な役割を果たすことが期待される。2dF、SDSS が契機となり、サーベイデータによる大統計の天文学、宇宙論が大きく発展したが、この潮流は今後も続くだろう。この流れを引き継ぐのが、まず口径 8.2m のすばる望遠鏡の HSC、PFS であり、あるいは 4m 級の占有望遠鏡による広天域の撮像、分光サーベイである。究極的には、2020 年代に始まる、有効口径 6.5m の占有望遠鏡 Large Synoptic Survey Telescope (LSST) による広天域撮像サーベイ、ESA の Euclid 衛星、NASA の WFIRST 衛星の計画であり、これらは全て 1000 億円級の巨大国際プロジェクトである。2020 年代の宇宙論の挑戦は、これら究極のデータを用い、上述の究極の問題を解明できるかという課題である。2030 年代までに現宇宙論問題が残っているかは自明ではないが、2020 年代は極めて重要なターニングポイントになると考えられる。また、同時期に、X 線の全天サーベイ、CMB の全天サーベイあるいは地上からの高角度分解能、高精度の占有望遠鏡による広天域サーベイが計画されており、これらのサーベイとの相乗的、多角的な宇宙論研究も展開できるだろう。

この章では、広天域の銀河の撮像・分光サーベイによる銀河クラスタリング解析、重力レンズ効果、吸収線系の精密測定を議論した。また、30 m級の望遠鏡による宇宙膨張の直接検出の可能性や小スケール密度ゆらぎの研究も議論した。以下の表にまとめられた装置仕様のように、これらの研究に必要なサーベイ観測は多くの場合共通であり、基本的にはより広い天域、より高赤方偏移までカバーする撮像・分光サーベイを進めてくことが求められる。また、重力レンズ効果の精密な測定のために、地上望遠鏡では良好のシーイング条件、あるいは大気の影響を受けないスペースからの撮像サーベイが必要になる。多色フィルターの撮像データは、分光サーベイに必要な分光ターゲット銀河の選定にも有効である。2020 年代に特に重要になるのが、$z > 1$ の高赤方偏移のフロンティアを推し進めることであろう。これには、2010 年代のサーベイで近傍宇宙がほぼサーベイし尽くされるという理由もあるが、より重要なのは高赤方偏移では密度ゆらぎの非線形性やバリオン成分の影

響などの不定性が相対的に小さく、従って理論の不定性が小さくよりロバストな宇宙論の制限が得られることである。また宇宙の曲率やニュートリノ質量のような 2020 年代に面白いテーマのいくつかにおいては高赤方偏移の観測が強い制限を得る上で本質的である。最後に、様々なシナジーの観点から広天域撮像・分光サーベイについては、同じ天域について観測することが望ましい。

表 3.1: 具体的テーマと必要な将来装置の関係

宇宙論撮像サーベイに必要となる望遠鏡、装置							
望遠鏡形態	口径	観測モード	天域	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	$\sim$ 8m	撮像	>10000 平方度	可視–近赤外	多色フィルター	>1 平方度	FWHM $\sim 0''.7$
スペース	$\sim$ 2m	撮像	>10000 平方度	可視–近赤外	多色フィルター	>1 平方度	FWHM $\sim 0''.1$

宇宙論分光サーベイに必要となる望遠鏡、装置							
望遠鏡形態	口径	観測モード	天域	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	$\sim$ 8m	分光	>10000 平方度	可視–近赤外	$R\sim 1000$	>1 平方度	FWHM $\sim 0''.7$
スペース	$\sim$2m	分光	>10000 平方度	可視–近赤外	$R\sim$ 数 100	>1 平方度	FWHM $\sim 0''.1$

30m 級望遠鏡による宇宙論研究に必要となる装置						
望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上望遠鏡+高分散分光器	>30m	分光	可視	$R\gtrsim 10000$	—	—
地上望遠鏡+面分光	>30m	分光	可視、近赤外	$R\sim 1000$	—	FWHM$< 0''.1$

3.2.7　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
高田 昌広	カブリ数物連携宇宙研究機構（班長）	§ 3.2, § 3.2.2, § 3.2.4, § 3.2.5
大栗 真宗	東京大学/カブリ IPMU（兼班長）	§ 3.2, § 3.2.3, § 3.2.4, § 3.2.5
奥村 哲平	カブリ IPMU	§ 3.2.3
斎藤 俊	カブリ IPMU	§ 3.2.5
鮫島 寛明	京都産業大学	§ 3.2.3
高橋 龍一	弘前大学	§ 3.2.5
樽家 篤史	京都大学	§ 3.2.3, § 3.2.5
浜名 崇	国立天文台	§ 3.2.3
日影 千秋	名古屋大学	§ 3.2.5
宮武 広直	カブリ IPMU/プリンストン大学	§ 3.2.5

参考文献

[1] 二間瀬敏史、池内了、千葉柾司（編）, シリーズ現代の天文学 3 宇宙論 II–宇宙の進化, 日本評論社
[2] Alcock, C., & Paczyński, B. 1979, Nature, 281, 358
[3] Anderson, L., et al. 2014, MNRAS, 441, 24
[4] Aubourg, É., et al. 2014, arXiv:1411.1074
[5] Behroozi, P., et al. 2010, ApJ, 717, 379
[6] Bentz, M. C., et al. 2013, ApJ, 767, 149
[7] Blandford, R. D., & McKee, C. F. 1982, ApJ, 255, 419
[8] Chelouche, D., et al. 2014, ApJ, 785, 140

[9] Chiba, M., et al. 2005, ApJ, 627, 53
[10] Cole, S., et al. 2005, MNRAS, 362, 505
[11] Cooray, S., & Sheth. R. 2002, Phys. Rep., 372, 1
[12] Czerny, B., et al. 2013, A&A, 556, 97
[13] Dalal, N., et al. 2008, Phys. Rev. D, 77, 123514
[14] Eisenstein, D., et al. 2005, ApJ, 633, 560
[15] Guo, H., et al. 2015, MNRAS, 446, 578
[16] Guth, A. H., & Nomura, Y., Phys. Rev. D, 86, 023534
[17] Hand, N., et al. 2012, PRL, 109, 041101
[18] Hearin, A., et al. 2014, MNRAS. 444, 729
[19] Heymans, C., et al. 2012, MNRAS, 427, 146
[20] Hezaveh, Y., et al. 2013, ApJ, 767, 9
[21] Hikage, C., et al. 2012, MNRAS, 419, 3457
[22] Hikage, C., & Yamamoto, K. 2013, JCAP, 8, 19
[23] Hönig, S. F. 2014, ApJL, 784, L4
[24] Hu, W. 1999, ApJ, 522, L21
[25] Inoue, K. T., & Takahashi, R. 2012, MNRAS, 426, 2978
[26] Kaiser, N. 1987, MNRAS, 227, 1
[27] King, A. L., et al. 2014, MNRAS, 441, 3454
[28] King, A. L., et al. 2015, arXiv:1504.03031
[29] Koshida, S., et al. 2014, ApJ, 788, 159
[30] Lee, K.-G., et al. 2014, ApJ, 795, L12
[31] Levi, M., et al. 2013, arXiv:1308.0847
[32] Liske, J., et al. 2008, MNRAS, 386, 192
[33] Mangilli, A., et al. 2010, JCAP, 10, 9
[34] Mao, S., & Schneider, P. 1998, MNRAS, 295, 587
[35] McDonald, P., & Seljak, U. 2009, JCAP, 10, 007
[36] Miyatake, H., et al. 2015, ApJ, 806, 1
[37] More, S., et al. 2015, ApJ, 806., 2
[38] Newman, J. A., et al. 2015, Astroparticle Physics, 63, 81
[39] Oguri, M., & Takada, M. 2011, Phys. Rev. D, 83, 023008
[40] Okumura, T., et al. 2014, JCAP, 5, 003
[41] Okumura, T., et al. FastSound team, 2015, in preparation
[42] Planck Collaboration, arXiv:1502.01589
[43] Planck Collaboration, arXiv:1502.01592
[44] Reid, B., et al. 2014, MNRAS, 444, 476
[45] Reid, B., et al. 2010, MNRAS, 404, 60
[46] Reyes, R., et al. 2010, Nature, 464, 256
[47] Saito, S., et al. 2014, Phys. Rev. D, 90, 123522
[48] Saito, S., et al. 2015, in preparation
[49] Saito, S., et al. 2009, Phys. Rev. D, 80, 083528
[50] Samushia, L. et al. 2014, MNRAS, 439, 3504
[51] Seljak, U. 2009, Phys. Rev. Lett. 102, 021302
[52] Shen, Y., et al. 2015, ApJS, 216, 4
[53] Simpson, F., et al. 2013, MNRAS, 429, 2249
[54] Slosar, A., et al. 2013, JCAP, 4, 026

[55] Sunyaev, R., & Zeldovich, B. 1980, MNRAS, 190, 413
[56] Suyama, T., & Yamaguchi, M. 2008, Phys. Rev. D, 77, 023505
[57] Takada, M., et al. 2006, Phys. Rev. D, 73, 083520
[58] Takada, M., et al. 2014, PASJ, 66, R1
[59] Takada, M., & Doré, O., 2015, Phys. Rev. D, 92, 123518
[60] Taruya, A., et al. 2012, Phys. Rev. D, 86, 103528
[61] Taruya, A., et al. 2013, Phys. Rev. D, 87, 083509
[62] van Daalen, M. P., et al. 2011, MNRAS, 415, 3649
[63] Vegetti, S., et al. 2012, Nature, 481, 341
[64] Vogelsberger, M., et al. 2014, Nature, 509, 177
[65] Watson, D., et al. 2011, ApJL, 740, L49
[66] Wechsler, R., et al. 2006, ApJ, 652, 71
[67] Weinberg, D., et al. 2013, Phys. Rep., 530, 87
[68] Xu, D., et al. 2015, MNRAS, 447, 3189
[69] Yamauchi, D., et al. 2014, Phys. Rev. D, 90, 083520
[70] Yoshii, Y., et al. 2014, ApJL, 784, L11
[71] Yoshii, Y. 2002, New Trends in Theoretical and Observational Cosmology, Proc. of the 5th RESCEU Symposium, ed. K. Sato and T. Shiromizu (Tokyo: Universal Academy Press), p.235
[72] Zhang, P., et al. 2008, Phys. Rev. D, 99, 141302
[73] Zentner, A., et al. 2014, MNRAS, 443, 3044

3.3 巨大ブラックホールと活動銀河核

3.3.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

成長した銀河の中心には質量 $10^{6-9}M_{\odot}$ 級の巨大ブラックホール (BH) がほぼ必ず存在し、それらが母銀河の進化にただならぬ影響を与えたらしいという近年の一連の研究成果は、天文学全体におけるこの分野の重要性をますます高めつつある。一方で巨大 BH の成長期を示すとされる活動銀河核（その高光度種族であるクエーサーを含む）は、銀河とともに系外宇宙を彩る主要な天体・放射現象の１つであり、活発な観測・研究の対象となってきたにも関わらず、その性質・内部構造について多くが未解明と言わねばならない。巨大 BH の誕生と進化、活動銀河核の正体と発現・消失、それらが銀河宇宙の中で果たした役割を紐解き、統一的に理解することが、2020 年代にかけて我々に課せられた使命であろう。そのために必要な各研究課題は次節以降に詳述するが、そのうち特に優先的に取り組むべき課題２つをここに掲げる。

1 宇宙論的スケールに渡る巨大 BH の全貌探査

巨大 BH の存在は、現在観測可能な宇宙のほぼ全域（赤方偏移 $0 \leq z \leq 7$) に渡って確認されている。それらがいつ、どこで、どのようにして生まれ、どのように現在の姿に至ったのかという進化の道筋を明白に描き出すことが、2020 年代の最重要課題の１つとなるだろう。そのためには広域かつ深い撮像・分光探査観測を実施し、多様な巨大 BH ／活動銀河核を余さず検出・調査することが求められる。すばる望遠鏡は特にこの目的に適しており、すでに開始されている HSC での広域撮像探査と合わせて、開発中の多天体分光器 PFS による同規模の追分光探査が不可欠である。また地上からの可視光観測では届かないような遠方、$z = 7$ を超える巨大 BH を本格的に探査するために、近赤外線波長帯で深く広域の探査観測を実現するようなスペース計画を推進したい。これら地上・スペースの探査で見出される巨大 BH 及び候補天体のうち、とりわけ質量・成長率・活動銀河核光度が低い天体については、TMT など 30m 級望遠鏡による完全な追観測を行うことが必須である。ただし可視光・近赤外線は塵に対する透過力が弱いため、母銀河と共に活発に成長しているような BH 進化期を選択的に見落とす可能性があることは強く認識すべきである。そのため上記と合わせて、Athena や SPICA などによる X 線、中間・遠赤外線波長での広域探査観測を実現させることが強く望まれる。一方で巨大 BH だけでなく、その形成途上と考えられる中間質量 BH を近傍宇宙に探索し、詳細研究を行うことも欠かせない。30m 級望遠鏡による銀河・星団中心の運動学測定と並行して、TAO や京大 3.8m 望遠鏡など大学望遠鏡の観測時間を十分に投資し、光度時間変動を活用した系統的な探査を遂行すべきと考える。

2 母銀河との共進化に関わる物理の解明

巨大 BH の重力圏は母銀河に比べてはるかに小さいにも関わらず、両者が何らかの相互作用のもとに「共進化」した痕跡とされる観測事実が、いくつか報告されている。近傍宇宙における巨大 BH と母銀河バルジとの質量相関、また銀河星質量関数の大質量側での急激な落ち込みなどである。共進化という現象は本当に存在するのか、どれほど普遍的であり、それを駆動する物理は何であり、いつ、どのように進行したのかを解明する事は、巨大 BH のみならず銀河形成史全体を理解する上で避けては通れない。まず直近の最重要課題の１つは、両者の間に見られる驚くほど強い質量相関について、その起源と変遷を解き明かすことであろう。赤方偏移に沿って多様な巨大 BH と母銀河を見出し、それらの種々の物理量について精密測定を行う必要がある。特に基本となる質量の測定については、TMT など 30m 級望遠鏡の高い空間分解能と集光力が不可欠である。また質量の時間微分に対応する両者の成長率、すなわち活動銀河核光度および星形成率についても調査を行い、相互依存関係を明らかにしたい。その系統的測定のためには、Athena や SPICA などの X 線および遠赤外線衛星の実現が必須である。母銀河と共に活発に成長する巨大 BH は塵に埋もれている割合が高く、そのような現場を探索・発見する上でもこれらの衛星が重要な役割を果たすだろう。

3.3.2　科学的背景

過去 20–30 年間の天文学研究が成し遂げた最も輝かしい成果の 1 つは、巨大ブラックホール (BH) とその母銀河に関する理解の飛躍的進歩であろう。1980 年代半ばに始まった一連の観測 ([96; 55] など) によって、近傍銀河中心に存在する巨大 BH がその重力圏測定によって検出され、同様の手法による検出は 100 天体近くに達している。統計的な研究も可能となり、ある程度成長した銀河バルジはほぼ必ず巨大 BH を宿すこと、両者の間に強い質量相関があることも明らかにされた ([62; 56] など)。これら 2 つの天体種族が何らかの形で足並みをそろえて進化することが広く認識され、「共進化」と呼ばれるこの現象の背後にある物理プロセスを巡って、現在も活発な議論が交わされている。巨大 BH の誕生と成長過程に関しても、SDSS, CFHTLS などの撮像サーベイに基づく大規模な遠方クエーサー探査が実施され、赤方偏移 $z = 6$ を越える天体の発見が 2000 年以降に相次いだ ([20; 107] など)。その多くは $10^8 - 10^9 M_\odot$ を越える推定 BH 質量を持ち、初代星の死からわずかな宇宙年齢の間にこれほどの成長を遂げることは一般に困難なことから、ガスの直接崩壊など特異な BH 誕生シナリオが注目を集めている。また宇宙史に渡るそれらの成長期には、クエーサーを含む活動銀河核の発現をほぼ必ず伴うと考えられる ([91; 63] など)。発見以来の継続的な研究から、活動銀河核は巨大 BH を中心として、引き寄せられた物質が形作る降着円盤、その外側に広がる電離ガス領域、分子・塵遮蔽体（トーラス）、さらにジェットなどが階層状に連なる特徴的な構造を持つことが今では広く知られている。それら各階層の詳細な調査を行う上で、特に口径 4 – 8m 級の地上大望遠鏡の登場、SDSS をはじめとする大規模な分光サーベイ、スペース機器等による赤外線観測能力の飛躍的向上などは大きなインパクトを持つものであった。

我々はこれら過去の研究を通じて、「巨大 BH と活動銀河核、それらを宿す銀河の間には深く分ち難い関係性があり、それらを統一的に理解しなければならない」ことを認識し始めている。わが国はこの分野に多くの優れた研究者を擁しており、この統一的理解への目的意識を共有しながら、それぞれが基礎となる研究課題に取り組んで行く必要があるだろう。巨大 BH 成長過程の解明のためには**活動銀河核の諸構造（§3.3.3）**を理解することが欠かせない。巨大 BH は正確にどれだけの質量を持つのか? 降着円盤付近を起源として吸収線系として観測されるような流出（アウトフロー）物質は、どのような構造と性質を持ち、周囲にどのような影響を与えるのか? 電離ガス領域はどのような物理状態にあるのか?　分子・塵遮蔽体（トーラス）はどのような空間構造を持つのか、しばしば言われるように降着円盤への物質供給に重要な役割を果たしているのか? 時に母銀河をはるかに越える空間スケールにまで達するジェットは、どのような起源と性質を持つのか? また「共進化」問題を解決し、銀河進化を全て矛盾なく説明する究極の理論モデルを手に入れるためには、**巨大 BH と母銀河との関わり（§3.3.4）**を宇宙論的スケールに渡って解明することが求められる。活動銀河核現象は母銀河の成長とどのような相互関係にあるのか? 巨大 BH と銀河バルジの相関関係は、宇宙史の中でいつ形作られ、どのように変遷してきたのか? 両者の成長材料となるはずの銀河星間物質は、活動銀河核のどのような影響下にあるのか、いわゆる活動銀河核フィードバックと呼ばれるプロセスは普遍的に存在するのか? 巨大 BH の最も活発な成長はどの銀河で起こるのか、いくつかの理論モデルが予言するように、その現場は塵に埋もれているのか?　そして銀河進化と並び、この宇宙全体を理解する上での根源的な課題となるのが**巨大 BH の宇宙論的進化（§3.3.5）**である。巨大 BH はいつ、どこで、どのような種（たね）として誕生したのか? ゼロ金属量クエーサーは存在するか? 大質量星の死と巨大 BH の間を結ぶ中間質量 BH は、（どこにどれだけ）存在するのか? 巨大 BH 質量とその成長率は、宇宙史を通じてどのように変遷してきたのか? 星の潮汐破壊などを通じた突発的な巨大 BH 活性化は、どれくらいの頻度で発生し、そのとき近傍領域では何が起こるのか?

これらの問いへの答えを模索しながら、**巨大 BH の誕生と進化、活動銀河核の正体と発現・消失、それらが銀河宇宙の中で果たした役割を紐解き、統一的に理解する**ことが、今後この分野が進むべき方向となるだろう。そのため直近の未来となる 2020 年代に、我々はどのような観測装置を手に何を目指すべきか、以下に詳述する。

3.3.3 活動銀河核の諸構造

巨大ブラックホールの質量

活動銀河核の構造理解において、そのエネルギー源である巨大ブラックホール（BH）の特性を理解することは非常に重要である。特に BH 質量はその活動性を支配する主要な物理量であり、巨大 BH の成長や銀河との共進化といった現代天文学における重要課題を解き明かす鍵でもあるため、宇宙史の様々な時代にある巨大 BH に対して精度良く質量測定を行うことは必要不可欠である。

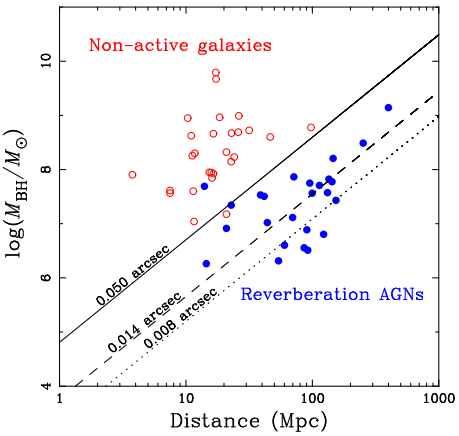


図 3.10: 力学的 BH 質量測定限界。実線は 10m 望遠鏡の H バンド、破線と点線は 30m 望遠鏡の H バンドと J バンドで到達可能な下限値。中抜き赤丸は力学的 BH 質量測定が行われた静穏銀河、青丸は RM 質量測定が行われた活動銀河核。

BH 質量測定において現在最も確かな方法は、周囲の星やガスの力学的運動を調べることである。しかしこの方法は銀河中心数 pc 領域を空間的に分解する必要があるため、10m 望遠鏡を用いた場合でも、50Mpc 程度の距離にある比較的大きな静穏銀河の測定が限界である（図 3.10; [109] 参照）。観測装置としては波長分解能 $R \sim 1000 - 10000$ の分光装置があれば十分だが、より遠方の低質量天体に対して測定を行うためには、より大型の望遠鏡と補償光学装置を用いた高空間分解能分光観測が必要となる。図 3.10 に示すように、現状では届かない 20Mpc 以遠の $10^8 M_\odot$ を下回るような BH 質量も、30m 望遠鏡によって測定可能になると期待される。特筆すべきは、これまで反響マッピング（RM）というより間接的な手法でしか得られなかった近傍活動銀河核（図の青丸）の BH 質量が、力学的測定によって得られるようになる点である。RM 法は活動銀河核の降着円盤と広輝線領域（BLR）それぞれからの放射の強度変動応答（時間的遅延）を利用して BLR サイズを見積もる手法であり、これと輝線の速度幅から得られるガスの運動を組み合わせることで、BH 質量を求めることができる（ガスのビリアル運動を仮定する）。RM 法の最も大きな不定性の一つは、近傍静穏銀河が示す BH–バルジ質量相関が非近傍の活動銀河核でも成り立つと仮定することで、BH 質量の較正を行っている点にある。30m 望遠鏡を用いた活動銀河核の力学的 BH 質量測定によって、この仮定に頼ることの無いより確かな RM 法の較正が可能となる。また BLR 起源の広輝線を示す 1 型（非遮蔽型）だけでなく、これまで質量測定が不可能であった 2 型（遮蔽型; 狭輝線のみを示す種族）活動銀河核の BH に対して力学的手法を適応できるようになることも、重要である。

さらに遠方では、精度良いモニタ観測が求められる RM 法に代わり、シングルエポック（SE）法による BH 質量測定が主流となる。SE 法とは、RM 法で構築された BLR サイズ–活動銀河核光度間の相関関係を利用して、一度の分光観測で得られる光度と輝線速度幅から BH 質量を推定する手法である。赤方偏移 $z < 0.7$ では RM 法によって良く較正されている水素バルマー輝線が用いられるが、さらに遠方では可視観測可能な Mg II や C IV の輝線から BH 質量を推定する。その際、低赤方偏移におけるバルマー輝線の RM 質量測定から架け渡し的に較正がなされている。また遠方ほど高光度天体にバイアスがかかることも、この較正に不定性を生んでいる。これらの不定性を取り除くためには、中小口径の専用望遠鏡を用いた遠方天体の RM 観測、また大型望遠鏡の大規模サーベイによる低光度活動銀河核サンプルの構築が鍵になるだろう。

降着円盤アウトフローの構造と起源、および周囲への影響

巨大 BH 周辺に形成される降着円盤では、大量のガスが BH へ降着する一方、輻射圧や磁気遠心力によって一部のガスが外向きに噴出すると考えられる（アウトフロー）。このアウトフローは、星間ガスへのエネルギー・運動量の注入や物質の循環を通じて母銀河の進化に甚大な影響を与える可能性がある。また降着円盤から質量や角運動量を運び去ることで、巨大 BH の成長を抑制・促進する効果もある。従ってこのアウトフローの構造や起源、周辺領域への影響を調べることは極めて重要である。

クエーサーのアウトフローは、線幅の広い BAL [105] をはじめとする可視光（クエーサー静止系では紫外線）吸収線として捉えられてきたが、近年は warm absorber や超高速アウトフロー (UFO) [95] として X 線観測でも検出されるようになっている。BAL は比較的光源から遠くの低電離ガスが、UFO は光源近傍の高電離プラズマがそれぞれ作り出していると考えられるが、同一の流れなのか否かは明らかになっていない。いずれも内部にクランプ構造を持つことが示唆されており [33; 67]、塵トーラス [70] や BLR, 狭輝線領域 (NLR) のガス雲の起源かもしれない [93]。即ち、複雑な活動銀河核の構造形成論を根底から解決する可能性さえある。アウトフローを統一的に理解する手法として、以下の事項が 2020 年代の重要なテーマとなるであろう。

1) アウトフロー内部のクランプ構造の検証。これは、BAL に対する高分散分光観測によって可能となる。典型的な柱密度とガス密度 [33] を採用すると、視線方向に対するクランプの総数は $\sim 10^{-3} d^{-1}$（d [pc] は各クランプの視線方向のサイズ）となり、これが吸収構造の数に対応する。理論的には Rayleigh-Taylor 不安定 [94] や Kelvin-Helmholtz 不安定 [79] がクランプ構造の起源と指摘されているが、吸収線の詳細構造はそのメカニズムを知る上での第一歩でもある。

2) 質量放出率 ($\dot{M}$) および力学光度 ($L_{\rm kin}$) の光源からの距離依存性の検証。どれだけの質量がどこから噴出しどう広がっていくのか?どれだけのエネルギーがどの地点で星間ガスに注入されるのか?そもそも BAL と UFO は同一のアウトフローなのか否か?アウトフローの噴出から終端に至るまで、全体像をつかむことで根本的な問題の解明に迫るのである。$\dot{M}$ や $L_{\rm kin}$ の直接測定は不可能であるが、極めて高い S/N 比のスペクトルから距離を求め、掩蔽率とあわせて評価する。一例としては、S/N 比 100 以上で多数の吸収線を観測し、光電離モデルを用いて光源距離の推定をすれば、線幅の狭い紫外吸収線 (NAL) が、アウトフローによってかき集められた星間ガスである (即ちアウトフローの終端である) との仮説 [57] を検証できる。

3) アウトフローの加速の直接検出。数年スケールのモニタ観測が頻繁に行われるようになったものの [30]、アウトフローの放出速度が変動したという報告はほとんどない。速度の測定精度は波長分解能と S/N 比に依存するが、吸収構造が完全に分解されているアウトフローの場合は後者の影響が顕著になる。また、同時に複数の吸収線を用いることで測定精度を上げることも可能である [1]。もしアウトフローが重元素のライン吸収による輻射加速 [83; 74] であれば、電離状態と加速効率に相関が現れる可能性がある。金属量や光度との相関も見られるに違いない。一方、磁場加速であれば直接的な相関は現れないであろう。

4) ゼロ金属量のクェーサー。上記 2) や 3) では、高 S/N 比観測と光電離モデルを組み合わせるので、アウトフローの金属量の評価も自動的に可能となる。また、ゼロ金属量の状況であっても中性水素による吸収線の観測からアウトフローの存在は見出せる。ゼロ金属量下のアウトフローが存在すれば、例えば磁気遠心力など、ライン吸収以外の加速メカニズムが効いていることがわかる。クエーサーは必ず豊富な金属量を持つのか、始原環境下のクエーサーも存在するのかを知ることは、巨大 BH の成長と母銀河の進化の問題に直結する。前者であれば母銀河が、後者であれば巨大 BH が先駆けて成長・進化した可能性が浮上する。高い S/N 比を必要とするが、ぜひとも取り組むべき重要課題の 1 つである（ゼロ金属量クエーサーについては §3.3.5 も参照）。

電離ガスの構造

降着円盤外側に広がる電離ガス領域は、数 pc から kpc という母銀河に匹敵する空間スケールから狭輝線を放射する NLR と、それより非常にコンパクトな領域から広輝線を放射し、空間構造を分解して観測することができない BLR とに大別される。NLR の構造や物理状態については、活動銀河核が母銀河にどのような影響を与えるかというフィードバックの観点から関心が持たれているが (§3.3.4 参照)、基本的には単純な高空間分解能での撮像分光観測により明らかにすることが可能であり、30m 望遠鏡と補償光学を用いた観測によって更なる理解が 2020 年代に進められると予想される。しかしここでは、より挑戦的ではあるものの、活動銀河核全体を理解する上で本質的に重要である BLR の構造の研究について注目したい。BLR 中のガス雲の運動は中心にある巨大 BH の重力で支配されているため、放射する輝線の速度プロファイルと BH 質量には密接な関係がある。このため一般に遠方の活動銀河核に対しては、広輝線の速度幅を測定し、ガス雲の運動中心距離を推定するための連続光 (または輝線) 強度と組み合わせることで、BH 質量が推定されている。しかしこの手法は BLR の構造や運動状態 (円盤状か動径方向の運動が支配的か、など) を仮定する必要があり、それらの情報を

パラメータ化した f 因子が BH 質量推定の系統誤差を生む最大の要因となっている。この問題を解決するためには BLR の構造と運動状態を観測的に決める必要があるが、BLR を空間的に分解して観測する事は 30m 望遠鏡を用いても不可能である。以上を踏まえた上で、2020 年代には以下に挙げる 3 つの観測方法によって相補的に電離ガス構造の研究を進めることが重要になるだろう。

(1) 速度分解反響マッピング観測　BLR の構造を調べる方法として注目されるものの一つに、速度分解反響マッピング (VRRM) がある。反響マッピング (RM) は連続光と広輝線の時間変動のずれを計測することで BLR のサイズを求める手法であるが、VRRM はそのずれを輝線の速度成分ごとに分解して計測することで、BLR の位置情報と速度情報の縮退を解こうとする手法である。この手法は理論的には詳細に調べられてきており、様々な運動状態の切り分けが可能であることが示されている ([41; 6] など)。しかし現実には、VRRM に必要なモニタ観測を遂行するための望遠鏡時間と集光力・波長分解能の全てを満たすことが容易ではなく、これまで十数天体に対して試みられている程度である ([15; 76; 54] など)。これらの先行研究からは、天体によって円盤運動・アウトフロー・インフローと様々な様子が見られており、BLR の運動が何によって決まっているか判然としない。また示唆された f 因子の値も $10^{-0.7} - 10^{+1.7}$ と幅広く誤差も大きいために、BH 質量測定の系統誤差を改善するための有用な情報となるには至っていない。この状況を改善するためには、示唆される運動の様子や f 因子の値と巨大 BH 質量・エディントン比・赤方偏移・その他の物理量との関係を統計的に調べる必要がある。また、どの輝線を使うかによって BLR 中の異なる場所を調べることになることにも注意が必要である。そのため、多数の輝線・天体に対して VRRM を行っていくことが極めて重要である。こうした系統的な VRRM 研究は、TAO や京大 3.8m 望遠鏡など、潤沢な観測時間を投資できる大学望遠鏡によって大きく進展する可能性がある。特に京大望遠鏡の面分光装置はスリット損失のない分光観測を可能とし、また TAO の SWIMS は遠方天体の近赤外線域での高感度観測と、多天体分光機能による等級参照天体の同時観測を可能にするという点で、共に VRRM を行う上で有利である。各天体に対して少なくとも数日ごとの観測を、短くとも半年程度継続することが必要である。

(2) 光赤外線干渉計観測　一方、より直接的に BLR の構造を空間分解しようというアプローチも考えられる。光赤外線波長における干渉計を用いて超高空間分解能での観測を行い、BLR を直接分解しようという方法である。VLT 4 台を干渉計にした VLTI による最近の試み [77] によると、近傍クエーサー 3C 273 の BLR が少なくとも 0.4 ミリ秒角 (約 1000 光日に相当) までは広がっていることが示されている。更に他の天体に対してこうした試みを拡げていくには、より基線長の長い干渉計を構築する必要がある。VLTI の最大基線長は 200m であるが、より長く 320m まで基線長を取れる新たな光赤外線干渉計として、1.4m 望遠鏡を 10 台用いた Magdalena Ridge 観測所干渉計が建設中である。我が国には現時点で大規模な光赤外線干渉計計画は検討されていないが、究極の高空間分解能観測を追求するという観点から、2020 年代に向けてこうした方向での議論も十分に検討の余地があるものと考えられる。

(3) 偏光観測　さらに干渉計を用いても分解できないようなスケールの空間構造について探るユニークな手法として、偏光観測が挙げられる。BLR 中のガス雲は降着円盤からの放射を散乱するため、偏光観測によりその構造に迫ることができる。近年、可視光で 2 型セイファート銀河と判別されたものの、X 線では吸収の兆候が見られない天体が見つかっている ([7; 10] など)。これらは BLR が存在しない言わば “真の 2 型” である可能性が考えられ、そのような天体が本当に存在するのであれば、活動銀河核の統一的描像や BLR ガスの起源について大きな制限となるだろう。それらの候補天体に本当に BLR が存在しないかどうかを確認するには偏光観測が必須であり、実際にわずかではあるが、偏光スペクトルにも BLR の兆候が見られない天体の存在が報告されている [97]。系統的な偏光観測により “真の 2 型” の素性を明らかにし、BLR の起源に迫ることは 2020 年代の課題といえよう。また偏光観測と関連した話題として、BLR のまわりに存在すると予想されている散乱体の観測的検証も興味深い。電離ガスから放射される高電離輝線 C IV λ1549 は青方偏移していることが広く知られる [22] が、これは BLR と塵トーラスの間にインフローをしているガスが存在し、それが BLR からの輝線を電子散乱していると仮定すると、輝線の観測形状が再現可能だという報告がある [23]。散乱体の質量降着率は活動銀河核に必要なエネルギーを賄うのに十分であるとされ、その存在が観測的に確認できれば、BH 質量供給機構の解明に繋がることが期待される。このような散乱体の確認には偏光分光観測が必須であり、さ

らにその運動を探るには偏光 RM 観測 [24] も必要になるだろう。例えばすばる望遠鏡の分光器 FOCAS では、波長分解能 $R \sim 1000$ での偏光観測の限界等級は約 17 等であり、輝線の偏光度の速度依存性などを調べることができるのは 15 等程度の極めて明るい天体のみに限られる。しかし 30m 級望遠鏡では限界等級はおよそ 2 等深くなり、観測できる天体数は 5 倍以上に増えると予想される。さらにこれまでは極めて明るい天体でしか検証できなかった偏光現象が、典型的な活動銀河核について初めて検証可能となる点も重要である。

分子・塵遮蔽体（トーラス）の構造

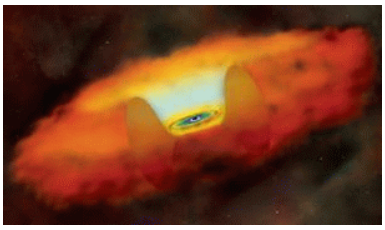


図 3.11:　活動銀河核に存在すると考えられている塵トーラス (NASA/CXC/SAO)。

BLR を取り巻く領域には、塵とガスがドーナツ状に分布する遮蔽体（塵トーラス）が存在すると考えられており (図 3.11)、可視光波長に広輝線が見られる 1 型（非遮蔽型）と見られない 2 型（遮蔽型）活動銀河核の存在、2 型天体の分光偏光観測による広輝線の発見といった、多くの観測事実を自然に説明できる [4]。サイズにして数 pc から数 10pc と考えられるトーラス中の塵は、降着円盤からの放射によって暖められ、3–30μm の波長帯で明るく輝く。実際、地上 8–10m 望遠鏡を用いた中間赤外線 N バンド (10μm) や Q バンド (20μm) の高空間分解能観測から、銀河中心にトーラス起源と考えられるコンパクトな赤外線放射の超過が観測されている [81]。しかし赤方偏移 $z = 0.01$ でもトーラスの見かけのサイズは $0''.5$ を下回り、中間赤外線での直接撮像観測からその構造詳細を明らかにすることは難しい。これまで中間赤外線スペクトルと再現モデルとの比較から、トーラスのサイズ、立体角、物質の同径密度分布などの物理量を推定するという間接的な議論は行われてきたが [82]、その不定性は小さくない。高空間分解能の撮像観測から、より直接的にトーラスの構造を明らかにすることが切望されている。

VLTI 干渉計は N バンドで、非常に高い空間分解能を実現している。近傍天体の観測では、基線長によるフリンジ変化の様子から塵トーラスが一部空間的に分解され始めたことが示され、放射領域のサイズは数 pc から数 10pc 以下であると導出された [98]。しかし波長 10μm の赤外線放射は中心 BH から距離的に近い高温の塵に支配されており、トーラスの内側を選択的に見ていると考えられる [85]。より低温の塵からの放射を捉える波長 20μm での観測を行えば、10μm 放射が非常にコンパクトに観測されているのは 1) 本当に塵トーラスが小さいからなのか、あるいは 2) 中心の高温の塵を見ているためで、本当はもっと外側に広がっているのか、を区別して、トーラスの真の構造を明らかにできる [85]。低温の塵成分を正確に見積り、トーラスの質量やサイズを正しく導出することができれば、広く想像されているようにトーラスが中心 BH への質量供給源として充分な役割を果たせるのか、母銀河からトーラスにどのように物質の流れがつながっているのか、といった問題に手がかりを与え、活動銀河核の起源の理解に関して大きな進歩が期待される。

Q バンドは地上から観測できるため、口径の小さな赤外線衛星に比べて、より高い空間分解能を達成できる地上大型望遠鏡の方が研究に適している。特に TMT は計画中の 30m 級望遠鏡の中で最も標高の高い場所に建設されるため、20μm での観測機能が唯一計画されており、トーラスの高空間分解能観測において非常にユニークな役割を果たす。期待される分解能 $0''.13$ は $z = 0.01$ で 20–30pc の空間スケールに対応し、トーラスの空間構造に関する上記 (1)、(2) の可能性をはっきりと区別することができるだろう。現在の 8m 級望遠鏡に比べて約一桁の感度向上が実現し、正味 10 分程度の積分時間で、近傍天体のトーラス放射を高い S/N 比で検出できる。そのため多くの天体の観測によって、系統的な性質調査を行うことが可能である。

塵トーラスには分子ガスも存在すると考えられ、それらの輝線を用いれば、運動学の議論も可能になる。特に高階励起の分子ガス輝線を用いれば、トーラス内側の高温分子ガスを選択的に研究することができる。ALMA による高空間分解能の分子ガス輝線の観測により、トーラスの起源、具体的には、(a) 巨大 BH 周囲を回転している薄いガス中で星が生成され、エネルギー注入によって幾何学的に厚くなった、安定的な存在なのか? [104]、(b) 安定な構造ではなく、内側に落ち込んでいる過渡的なものなのか? [37]、(c) 中心からの放射による塵への放射圧によって、外側に放出されつつある過渡的な状態を見ているのか? [17] に観測的に迫ることができるだろう。もしモデル (a) が予言するように、トーラス中に活発な星生成活動が生じているならば、巨大 BH の重力

の影響が強い一番内側の高温の場所よりは、少し外側の低温の場所においてであろう。TMT は N バンドで面分光観測機能が計画されており、静止波長 12.8μm の [Ne II] 禁制線や 11.3μm の PAH(芳香族炭化水素) 輝線の放射を高空間分解能で観測することにより、トーラス中の星生成活動の場所や規模についての知見が得られると期待される。また幅の細い [Ne II] 12.8μm 線を用いて、トーラス外側の運動学を調べることができ、ALMA による内側の測定と相補的な役割を果たす。これらの観測はトーラスの性質/起源の理解に対して大きく貢献するであろう。

ジェットの起源と性質

電波波長域で顕著に見られるジェット構造は活動銀河核の大きな特徴の一つであり、その粒子加速機構は巨大 BH 周辺の物理の中でも解明の進んでいない現象の一つである。加速機構の解明は、電波強度の強弱によって分けられる 2 つの活動銀河核種別 (radio loud/quiet) に対する物理的理解にもつながると考えられる。理論の側面からは、巨大 BH 周辺の磁場構造による粒子加速機構の研究が進んでいる。一方で観測の側面からは、ジェットの構成物質、電磁場のエネルギーと粒子の力学エネルギーの大小関係、ジェット内部の磁場構造を解明することが重要である。そのためには、電波からガンマ線に渡る広い波長域でのスペクトルエネルギー分布 (SED) を得ることが必須である。特に 0″.1 を切る空間分解能を達成する ALMA での電波観測に、30m 望遠鏡の可視光–中間赤外線での高空間分解能データを合わせることによって、ジェット根元部分でのエネルギー成分を把握し、電磁場のエネルギーがジェット加速に支配的な役割を果たしているかどうかを調べることが出来る。

ジェットをその噴出方向から観測していると考えられる天体がブレーザーであり、相対論的ビーミングの効果によってジェット放射成分が卓越することから、その純粋な SED や変動を調べることが出来る。特に光赤外線波長では、ジェットの噴出と磁場の関係を考える上で重要となる偏光時間変動をモニタ観測することが可能である。2020 年代稼働予定のガンマ線望遠鏡 Cherenkov Telescope Array と同期して光赤外線の長期偏光モニタ観測を行うことで、ジェット内部の磁場構造を明らかにすることができると期待される。

3.3.4 母銀河との関わり

星形成活動との相互関係

近傍銀河の調査によって、バルジとその中心に存在する巨大 BH の質量の間には正の相関（$M_{\rm BH} - \sigma_*$ 関係）があることが明らかにされた。これは宇宙の歴史の中で両者が互いに影響を及ぼし合いながら進化（「共進化」）してきたことを示唆する重要な結果である。しかしながら、特徴的空間スケールが大きく異なる銀河と巨大 BH が具体的にどのような共進化を辿ってきたのかについては、未だ謎のままである。この問題を解決する上で重要な鍵の一つとなるのが、活動銀河核と星形成活動の関係である。前者は巨大 BH への質量降着現象、後者は銀河進化の指標となるため、これらの関係を調べることで、巨大 BH 成長と銀河進化の直接的な相互作用、すなわち共進化の現場を明らかにすることができる。

これまでの理論的研究から、活動銀河核と星形成の関係や $M_{\rm BH}-\sigma_*$ 関係を説明する様々な機構が提案されている。たとえば銀河合体の N 体シミュレーションによって、星形成と BH 質量降着が同時に活発になることが知られている [8; 39]。このような理論モデルは活動銀河核強度と星形成率の間に正の相関が現れることを予期しており、実際に観測的研究でも類似の報告がなされている [72; 42]。

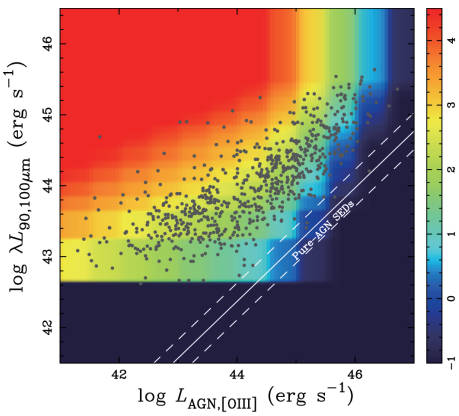


図 3.12: 2 型活動銀河核に対する、「あかり」の遠赤外線観測シミュレーション。横軸は活動銀河核光度、縦軸は星形成を表す遠赤外線光度である。色は検出期待数（対数表示）、点は実際に検出された天体を示す。白線は星形成を行っていない活動銀河核の分布領域 [64, 掲載許可取得済み]。

活動銀河核と星形成の関係を調べる最もシンプルな方法は、両者の光度比較である。特に遠赤外線光度は、星形成活動の良い指標として利用される。近年の研究では、「あかり」による全天サーベイや Herschel による深宇宙サーベイで得られた遠赤外線データを用いて、両光度の関係が活発に調べられている。例えば図 3.12 は、「あかり」の観測で検出された近傍宇宙（$0.01 < z < 0.22$）の 2 型活動銀河核に対する光度関係を示しており、上で述べたような正の相関を示していることがわかる。しかしここで注意すべきは、調査可能なパラメータ領域が検出限界によって図上の色コントアのように制限されており、高活動銀河核光度かつ低遠赤外線光度の天体を検出できていないという点である。一方より感度が良い Herschel を用いた場合には、観測面積の不足によって活動銀河核光度の高い希少天体を検出できないという問題がある。星形成を全く行っていない活動銀河核は図の白線で表された領域に分布するが、現状の遠赤外線サーベイではこの領域を調べることができない。活動銀河核と星形成の間の真の関係性を理解するためには、2020 年代における高感度広視野の遠赤外線観測が必要不可欠である。

銀河バルジとの質量相関 ($M_{\rm BH}$–σ_*関係) の形成と進化

近傍宇宙における $M_{\rm BH} - \sigma_*$ 関係の発見によって銀河と巨大 BH の共進化が提唱されたが、依然としてその形成や具体的な進化は解明されていない。この謎を解き明かす最もシンプルな方法は、活動銀河核に着目した $M_{\rm BH} - \sigma_*$ あるいは $M_{\rm BH} - M_*$ 関係（σ_* は速度分散、M_* は星質量）の赤方偏移進化の調査である。

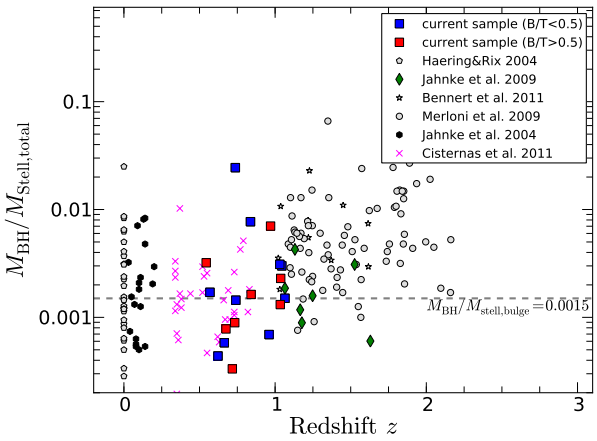


図 3.13: これまでに調査されてきた BH 質量・銀河星質量比の赤方偏移依存性。$z \sim 2$ まで顕著な進化は見られない [87, 掲載許可取得済み]。

基本的に高赤方偏移における $M_{\rm BH} - M_*$ 関係の調査には、BH 質量が測定可能な 1 型活動銀河核が使われる。この種族は中心の極端な明るさのために母銀河質量の測定が阻害されるため、銀河成分と中心核成分を空間的に分離する必要がある。現在の空間分解能・感度では $z < 2$ において母銀河質量の測定が可能であるが、依然として $M_{\rm BH} - M_*$ 関係の進化を捉えることはできていない（図 3.13）。この関係の顕著な進化は $z \sim 4$ で見えてくると予想する最近の研究もあるため [66]、さらに高い感度・空間分解能の観測が必要となってくる。従って 30m 望遠鏡の補償光学装置を用いた観測が、大きな重要性を持つようになるだろう。またこの関係の進化を理解する上で、バルジ・ディスク比、ガス降着率、星形成率などの特性との結びつきも重要になってくるため、統計的議論に耐えうる大規模サンプルの構築も鍵となる。

$M_{\rm BH} - M_*$ 関係の進化と形成を理解する上で、様々な天体種族に着目した総合的調査も重要である。近年、BH 成長は様々な種族を経由しながら進んできたことを示唆する研究結果が提唱されている（図 3.14）。BH 成長がガスの豊富な種族において活発に進み、1 型活動銀河核のように既にある程度のガスを失った天体は、主要な成長を終えた段階であるという主張である。これは 1 型天体にのみ依存した $M_{\rm BH} - M_*$ 関係の調査では偏りが生じることを示唆している。最近の研究では、X 線で埋もれているが赤外線分光観測によって広輝線が検出された天体に着目することで、埋もれた種族の $M_{\rm BH} - M_*$ 関係の調査も行われはじめている [9]。今後、大規模サーベイ観測を通じてこのようなサンプルはさらに増えると考えられるため、統計的解析によって詳細が明らかにされていくと期待される。

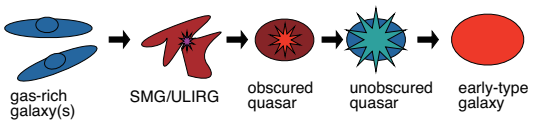


図 3.14: 銀河衝突・合体による進化シナリオの概要 [3]。BH 成長は合体直後の埋もれた状態で急激に進むと考えられており、1 型クエーサーとして観測される時点では既に主要な成長は終えているため、様々な種族に着目した調査が必要となる (掲載許可取得済み)。

また一方で、近傍宇宙における $M_{\rm BH}-\sigma_*$ 関係のより詳細な調査、特に低 BH 質量天体の振る舞いを調べることは、この関係の形成や進化を理解する上でも重要である。これまでの研究では活動銀河核を用いることで $10^5 M_\odot$ 程度の質量まで調査が進んでいるが、これらの研究は SE 法（§3.3.3 参照）による BH 質量測定を用いているため信頼性に欠ける。30m 望遠鏡と補償光学装置による観測では、その高空間分解能によって、$10^{5-6} M_\odot$ 程度まで精度良い力学的質量測定が可能である。このような低 BH 質量天体も含めた信頼性の高い調査によって、$M_{\rm BH}-\sigma_*$ 関係の理解に更なる進展が期待される。

星間空間の力学構造

活動銀河核はどのような銀河に発現するのか、また発現後にどのような影響を銀河に及ぼすのかといった問題は、これまでも長く研究がなされながら、未だ解明されていない重要テーマの１つである。理論的立場からは、母銀河がいくつかの観測的特徴を持つことが要請される。たとえば標準的な ΛCDM 理論に基づく銀河進化モデルでは、近傍宇宙において大質量銀河が形成され過ぎ、その多くが通常観測されないような高い星形成率を示すことが問題となってきた。それらを防ぐための有力な機構として、活動銀河核からの負のフィードバック機構が提案され、支持を集めている。そのうちクエーサー・モードと呼ばれるプロセスでは、活動銀河核からの大量のエネルギーおよび／または運動量の注入によって、星間ガスの電離、高速アウトフローの形成とそれに伴う母銀河からのガス流出といった現象が起こる。このプロセスは銀河の星形成を通じた成長を阻害すると同時に、中心核領域のガス降着をも制御し、巨大 BH – 母銀河バルジ間に見られる質量相関（$M_{\rm BH}-\sigma_*$ 関係）の起源となった可能性もある。その証拠となる高速の星間ガスアウトフローに対する観測は、Gemini/GMOS や VLT/SINFONI など 8m 級望遠鏡に搭載された面分光装置によってすでに始まっており、時に 10 kpc 以上にも及ぶ空間スケールで 1,000 km s^{-1} を越えるような異常な速度場が確認されつつある（図 3.15 参照; [71; 14; 59; 60] など）。ただし特に遠方の観測は [O III] λ5007 輝線光度で 10^{43-44} erg s^{-1} を越えるような高光度クエーサーに限られており、しかも明るい輝線を放つ電離ガス以外の星間物質成分はほとんど捉えられていない。

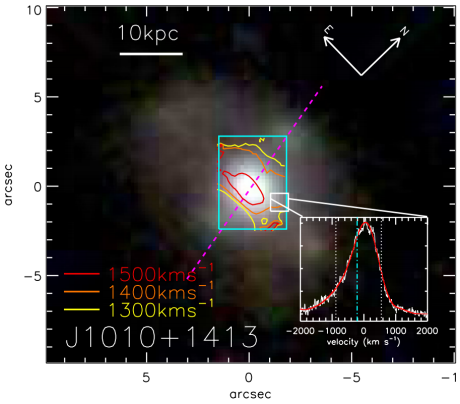


図 3.15: 近傍クエーサー SDSS $J1010+1413$ (z=0.199) 母銀河における高速の星間ガスアウトフロー観測例 [34, 掲載許可取得済み]。

2020 年代には現在のパイロット観測を越えて、母銀河星間ガスの運動状態について詳細かつ大規模な観測を行うことで、活動銀河核フィードバックの本格的な検証を行っていかねばならない。これまでに高光度の種族で見つかった高速アウトフローがどれほど普遍的なものなのか、光度・赤方偏移の関数としてどのように変化するのかを調べる上で、現在の 8m 級望遠鏡による観測は限界を迎えつつある。今後の特に重要な進展として、1) 銀河進化の最盛期近くである赤方偏移 $z\sim1$ に至るまで、あらゆる活動レベルのクエーサー級活動銀河核を対象とした観測を行う; 2) 電離ガスだけでなく、星間物質質量の大部分を占める可能性がある中性ガス、分子ガスからの弱い輝線（Na D, O I, H_2 など）を捉える; 3) 赤方偏移 $z\sim1$ で 100 pc 程度の空間分解能を達成し、ガス運動の細かい構造までを測定する；の３つを挙げることができるが、それらを 2020 年代に可能にするのは、補償光学技術と組み合わされた 30m 級望遠鏡の他にはない。高感度・高空間分解能の面分光観測を系統的に実施し、多様な母銀河における星間空間の力学構造を明らかにできれば、活動銀河核フィードバックに対する我々の理解は飛躍的に進むことになるだろう。そのようなプロセスは普遍的に存在するのか? 巨大 BH のどのような活動段階において発生し、どのような母銀河が舞台となるのか? アウトフローが存在するのなら、その速度、含まれる質量、空間スケールは? 多相の星間物質のうち、どの成分がどれほどの影響を受けるのか? そして本当に、ガス流出による星形成の阻害、母銀河成長の停止といった事態が起こるのだろうか? これらの問いに定量的な答えを与えることができれば、銀河と巨大 BH の共進化を理解し、それらの宇宙論的

進化を矛盾なく説明する究極の銀河進化モデルを構築する上で大きなステップとなることが期待される。銀河進化の側から見た活動銀河核フィードバックの理論と観測については、§3.5.3 を参照されたい。

塵に埋もれた巨大ブラックホール成長の現場

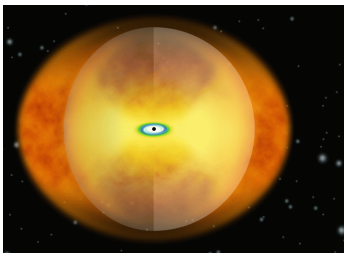


図 3.16: 周囲のほぼ全ての方向に分布する塵やガスに埋もれた活動銀河核（国立天文台・石川直美作成）。

現在主流の ΛCDM モデルに基づく銀河形成理論によれば、豊富なガスと中心巨大 BH を持つ銀河同士の合体は、宇宙では頻繁に起こっていると考えられる。同程度の質量の銀河同士の合体の際には、分子ガスの衝突によって大量の星が生成されると同時に、元々存在していた巨大 BH にガスが落ち込み、その質量成長と共に活動銀河核が発現する。合体銀河では、これらの星生成・活動銀河核からの強いエネルギー放射によって暖められた塵が赤外線を強く放射し、赤外線銀河として観測される。サイズ的に小さな活動銀河核は、塵やガスに立体角のかなりの方向を隠されて埋もれた状態になり (図 3.16)、見つけるのが特に難しくなる。しかし宇宙全体での巨大 BH の質量成長のかなりは、ガスに富む合体銀河中の埋もれた現場で起こると考えられており [38]、その質量成長過程、銀河の星質量との相関の起源を正しく理解するためにも、埋もれた活動銀河核の研究は極めて重要である。そのためには、塵吸収の影響の小さな波長での観測が必須となる。

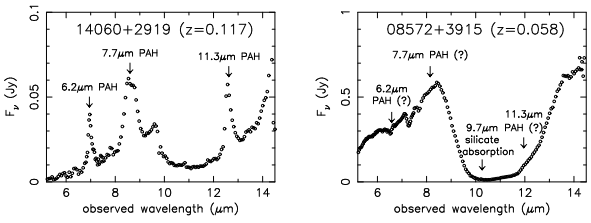


図 3.17: 静止波長 5–14μm の低分散 ($R = 50$–100) 分光観測による塵に隠されたエネルギー源の診断。(左): 星生成活動が光度を支配する合体銀河。星からの紫外線によって励起された PAH 輝線が強い。(右): 塵に埋もれた活動銀河核が支配的な合体銀河。エネルギー源がコンパクトで塵の空間分布に比べて中心集中しているため、シリケイト系の塵による吸収が強く観測される。

波長 2.5–35μm の赤外線は塵吸収の影響が小さく、かつスペクトルの形状から、塵に埋もれた活動銀河核を星生成活動と区別して拾い出すことができる。日本の「あかり」や米国の Spitzer を用いた低分散 ($R = 50$–100) 分光観測により、赤方偏移 $z < 0.4$ で合体銀河の塵に埋もれた活動銀河核が系統的に探査され、その役割が定量的に明らかにされてきた ([43; 45; 101; 44; 46; 69])。しかし銀河形成や活動銀河核の活動性がピークを示す $z = 0.5$–2 の時代に関しては、一部の例外的に明るい合体銀河しか感度的に届かず、塵に隠された側での両活動性の相互的な役割は未解明のままである。

塵に埋もれた活動銀河核と星生成を区別するのに重要なスペクトル特性が、静止波長 5–14μm に存在する (図 3.17)。$z = 0.5$–2 の合体銀河に適用するには、観測波長で 7–45μm の分光観測が必要であり、冷却赤外線天文衛星の SPICA が JWST に比べてもユニークで、最も強力である。口径 2.5m の SPICA では波長 30μm 付近、波長分解能 $R = 50$–100 で、50μJy の明るさの天体に対し、約 1.6 時間の積分時間で S/N 比 ∼5 が達成される。広い波長範囲のスペクトルが一度に取得できる場合、近傍合体赤外線銀河の典型的な SED を仮定すれば、$z = 1$ の赤外線光度 $> 10^{11.5} L_\odot$ の合体赤外線銀河で 40 分以下、$z = 2$ の光度 $> 10^{12} L_\odot$ の銀河で 1.6 時間以下の積分時間で、充分な質のスペクトルを取得して、エネルギー源診断が可能になると見積もられる。全部で 160 時間程度の観測が実現すれば、赤方偏移・光度ごとに統計的有意な数の銀河のエネルギー源を診断でき、理論予想と比較して [40]、宇宙の塵に隠された側での星生成と活動銀河核のエネルギー的役割を系統的に理解することが可能になる。

SPICA には中分散 ($R = 500$–1000) 分光機能も搭載される計画である。5–30μm の静止波長には電離ポテンシャルの異なる禁制線が数多く存在する。電離ポテンシャルの高い禁制線は星生成銀河では作り出すことが難しいため、その検出は活動銀河核の強い証拠となる。低分散分光に比べてより明るい天体にしか適用できないが、活動銀河核の存在をより強く検証することができるという利点があり、相補的な役割を果たす。

3.3.5 巨大ブラックホールの宇宙論的進化

巨大ブラックホールの誕生

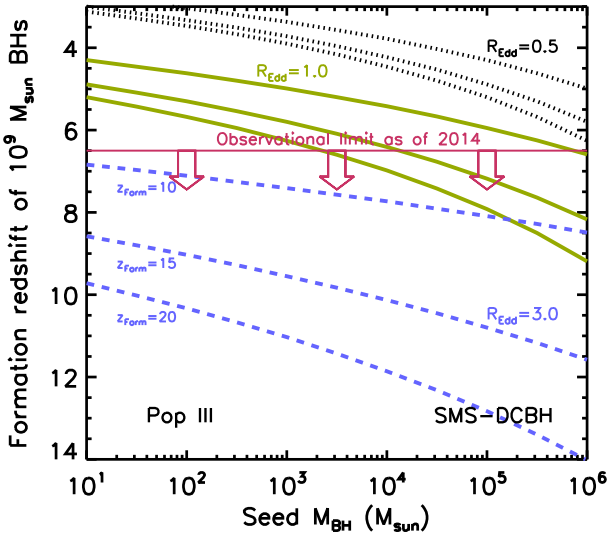


図 3.18: 各質量の種 BH が 10^9 $M_\odot$ に成長する赤方偏移。点線、実線、破線はそれぞれ成長率が $R_{\rm Edd} = 0.5, 1.0, 3.0$ の場合を、上から誕生時期 $z_{\rm Form} = 10, 15, 20$ のそれぞれに対して表す。

巨大 BH が宇宙に誕生した経緯については、現在２つの有力な仮説が唱えられている。１つは、初代星の死によって質量 100 $M_\odot$ 程度の BH が誕生し、ガス降着および／または合体を経て急速に成長したというもの、もう１つは、初期宇宙で起こった極端なガス集積によって、通常の星の段階を経ずに（あるいは僅かな超大質量星の時期を経て）質量 $10^3 - 10^5$ $M_\odot$ 程度の比較的重い BH が誕生したというものである [103]。その誕生のシナリオを観測的に明らかにするためには、初期宇宙における巨大 BH の性質、特にその質量進化の様子を知る必要がある。たとえば図 3.18 には、種（たね）となった BH の質量 (Seed $M_{\rm BH}$) と形成時期 ($z_{\rm Form}$)、およびその後の成長率 (エディントン比 $R_{\rm Edd}$; ここではガス降着のみを仮定) の関数として、質量 10^9 $M_\odot$ を越える巨大 BH が初めて宇宙に誕生する赤方偏移を示す。これまでのクエーサー探査（[21], [108], [68], [102] など）によって 10^9 $M_\odot$ 級の BH がすでに $z = 6 - 7$ で多く発見されているため、仮にその成長率がエディントン限界を越えられず、$z_{\rm Form} < 20$ であれば、種の質量は初代星で可能とされる上限を越えて 1000 $M_\odot$ 以上でなければならないことになる。ただこれらの前提条件には多くの不定性が残されており、観測的にはさらに探査を押し進めることで、より遠く、より低質量までの BH 質量関数の変遷を解き明かすことが求められる。

遠方クエーサーは数密度の極めて小さな天体であるため、探索には 1,000 平方度級の広域観測が必要である。まず現在のフロンティアである赤方偏移 $z = 6 - 7$ において、既知の種族よりも暗い大量のクエーサーを発見し、同時代における一般的な巨大 BH の性質を明らかにすることが目標となる。すでにすばる望遠鏡の広視野カメラによる新たな探査観測が開始されており、2020 年頃の探査終了時には、1,400 平方度の観測領域から $z \sim 7$ で約 50 天体、$z \sim 6$ で約 300 天体の発見が見込まれている。それらは光度関数の折れ曲がりとされる光度よりも 2–3 等深い $M_{1450} = -22$ 等付近にまで達する。その成果を受けて、2020 年代にはさらに遠方へと探査を拡張していくことが強く望まれる。ただし $z > 7$ の宇宙から到来する観測者系可視光は銀河間空間の強い中性水素吸収を受けるため、観測波長帯は大気放射の強い近赤外線へと移って行かざるを得ない。近赤外線での明るさは赤方偏移 $z = 10 - 15$ に至るまで、質量 10^9 $M_\odot$ の BH がエディントン光度を持つ場合は AB 等級で <22 等、クエーサー級の活動銀河核となる最低質量付近の 10^7 $M_\odot$ でも <26 等と推定される。2020 年代に最も必要とされるのは、これらの限界等級と波長帯をカバーし、かつ 1,000 平方度級の広域探査を行うようなスペース近赤外線計画である。検出期待数は進化モデルに極めて強く依存するが、いくつかの見積もりを表 3.2 に示す。これらは $z \sim 6$ での BH 質量関数 [106] をもとに、いくつかの単純な進化モデルについて、エディントン比、活動サイクル、遮蔽率などに適当な仮定を置いて計算したものである。また同時に、発見されるクエーサー（及びその候補天体）の詳細なフォローアップ研究を行うことのできる高感度の近赤外線分光能力も必要となる。たとえば次世代の地上 30m 級望遠鏡は、上記探査で見つかる質量 10^7 $M_\odot$ 以上の BH の分光観測にちょうど適した感度を達成すると期待されている。発見された遠方クエーサーは、本節に述べた巨大 BH の誕生だけでなく、母銀河の進化、銀河間空間の中性度測定を通じた再電離研究などにも応用することができる。詳しくは本章の他の節および §3.4.5 に詳述する。またクエーサー前駆体候補の１つである直接崩壊型巨大 BH の検出可能性については、§3.4.4 を参照されたい。

限界等級 (AB mag)	$z = 6$	$z = 7$	$z = 8$	$z = 9$	$z = 10$
23.0	300	1 − 10 − 50	0 − 0 − 10	0 − 0 − 2	0 − 0 − 1
24.0	800	10 − 50 − 200	0 − 3 − 30	0 − 0 − 7	0 − 0 − 2
25.0	2000	50 − 200 − 400	0 − 20 − 90	0 − 1 − 20	0 − 0 − 6
26.0	6000	200 − 500 − 1000	1 − 70 − 200	0 − 10 − 50	0 − 3 − 20
27.0	20000	500 − 1000 − 3000	10 − 200 − 700	0 − 40 − 100	0 − 20 − 50
28.0	40000	1000 − 4000 − 8000	50 − 700 − 2000	0 − 100 − 400	0 − 70 − 100

表 3.2: 1,000 平方度当たりの遠方クエーサー検出期待数 (dN/dz)。$z \sim 6$ の BH 質量関数に基づく、3 つの進化モデル（エディントン比一定 (1.0/0.5) 成長または $\propto 10^{-0.5z}$ の数密度進化）での結果を並記する。

ゼロ金属量クエーサー

$z > 7$ のような高赤方偏移では、重元素汚染の影響をほとんど受けていないゼロ金属量クエーサーが存在していた可能性が考えられる。ゼロ金属量クエーサーは宇宙で最初に生まれたクエーサー、すなわち初代クエーサーの候補と考えられ、その発見は宇宙初期における銀河や巨大 BH の進化を調べる上で極めて重要な情報をもたらすであろうことは、想像に難くない。

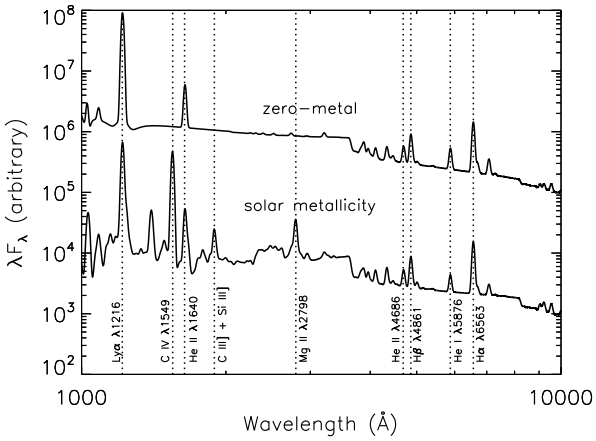


図 3.19: ゼロ金属量クエーサーの可視光スペクトルの計算結果。上の線がゼロ金属量の場合、下の線が太陽組成の場合を表している。2 つのスペクトルは縦方向にずらして表示してある。

図 3.19 は、ゼロ金属量における BLR ガスの放射光スペクトルを輻射輸送コードを用いて計算した結果である。太陽組成の場合と比較すると、水素やヘリウムの再結合線のみが顕著に現れるという特徴的な形を示すことが分かる。一方で、通常のクエーサーと同様に強い水素 Lyα 輝線や連続光を示すことから、測光観測による高赤方偏移クエーサー探索の中で、ゼロ金属量クエーサーが候補天体中に含まれる可能性がある。このような候補天体に対して可視光および近赤外線分光フォローアップ観測を行い、得られたスペクトルを確認することで、図 3.19 のようなゼロ金属量クエーサーが見出されることが期待される。

要求される望遠鏡の装置スペックとしては、$z > 7$ にあっても輝線の有無を十分に判断できるだけの感度を達成するために口径 8m 以上、広輝線を分解するために波長分解能は $R = 1000$ 程度以上あることが望ましい。

中間質量ブラックホールの存在と性質

質量 $10^{4-6}\ M_\odot$ の中間質量 BH は、巨大 BH の形成過程を考える上で欠かせない天体であるにも関わらず、その観測的研究はあまり進んでいない。中間質量 BH を持つ活動銀河核（あるいは銀河）はどの程度存在するのか、大質量側で成り立っている $M_{\rm BH} - \sigma_*$ 関係はどの程度低質量側まで同じなのか、球状星団中心に中間質量 BH は存在するか、超高光度 X 線源 (ULX) は中間質量 BH なのか、など、多くの問いに答える必要がある。銀河バルジの性質と巨大 BH との相関はあるものの、近年、バルジは必ずしも巨大 BH の形成に必須なわけではないという観測的証拠があがってきている。NGC 4395 における中間質量 BH ($\sim 3.6 \times 10^5\ M_\odot$) の同定をはじめとし、NGC 1042[90], NGC 3621[5], NGC 4178[84] など純粋なバルジを持たない複数の近傍銀河において、$10^6\ M_\odot$ 程度の中間質量 BH の存在が確認されている [56]。その一方で、中間赤外線の [Ne III] 12.5μm 輝線や深い X 線データ、可視分光データなどを用いた探査により、バルジを持たない銀河では活動銀河核が活発でないことが示唆されている [84; 73]。中間質量程度の BH では、活動銀河核の活動性が低い傾向にあるとの

指摘もある [32]。また一方、ULX については Einstein による発見以来、中間質量 BH を有しているのか、高い質量降着率を持つ 100 $M_\odot$ 程度以下の星質量 BH の放射なのか、未だ議論が続いている [65; 19; 61]。また楕円銀河やバルジの相似形としての球状星団中心における中間質量 BH の存在についても、決着がついていない。一部の球状星団 (M31 の G1, ω Cen) の中心には 10^4 $M_\odot$ 程度の BH の存在が示唆されている [25; 26; 75] が、決定的な証拠に欠けており、次世代望遠鏡での詳細観測が求められている。

2020 年代にこの分野で最も進展が期待されるのは、TMT と補償光学装置を用いた巨大 BH の質量測定 (§3.3.3 参照) だろう。この観測によって、近傍銀河における 10^5 $M_\odot$ 程度の BH、および球状星団中心における 10^4 $M_\odot$ 程度の BH の力学的質量測定が可能となる [16]。図 3.10 に示すように、距離 10 Mpc までの天体に対して 10^5 $M_\odot$、距離 100 Mpc までの天体に対して 10^7 $M_\odot$ 程度以上の力学的質量測定が可能になると期待される。また、この質量での降着円盤の典型的な時間変動タイムスケールおよび連続光に対する広輝線放射の時間遅延は、1 日かそれ以下程度と期待される。活動銀河核に付随する広輝線を示す天体に対しては、4-8m 級望遠鏡または TMT での反響マッピング (RM) が有効だろう。またすばる/PFS を用いた大規模分光サーベイでは、比較的近傍 ($z < 0.1$) の大量の銀河の分光により、質量 10^5 $M_\odot$ 程度の中間質量 BH を持つ活動銀河核候補の構築が可能となる。これらの天体では IIn 型超新星など他の可能性を排除するために、高階電離輝線や光度変動などと合わせて、上と同様に RM 観測による検証が必要となるだろう [47; 48; 49; 50]。ULX に対しては、Athena のマイクロカロリメータ (XMS) を用いた X 線分光による周辺ガスの運動の測定から、研究の進展が期待されている。 Advanced-LIGO など次世代重力波望遠鏡が完成した暁には、中間 BH 合体を起源とする重力波検出も期待される（一方で、巨大 BH 合体からのシグナルは感度の悪い周波数帯のため、検出が難しい)。

宇宙史に渡る活動銀河核の全貌

巨大 BH の成長期に当たる活動銀河核が、宇宙史の中でいつ、どこに、どれだけ存在するのかを明らかにすることは、この分野の最も根源的な課題の 1 つである。そのためには塵による吸収の影響を受けにくく、母銀河成分との分離も比較的容易な X 線や赤外線での探査が不可欠であり、可視光・近赤外線によるフォローアップ観測とのシナジーが極めて重要であることは論を俟たない。

X 線帯では、2020 年代後半の打ち上げが予定される Athena が活動銀河核の探査に飛躍的な進展をもたらすことが期待される。Athena は XMM-Newton の 5 倍の有効面積と 40×40 分角の視野を持つ。探査計画では Chandra での深宇宙探査に匹敵する深さの探査を 2 平方度に渡って行う深探査から 100 平方度に渡る広域探査までを組み合わせることで、$z = 6 - 8$ で数 100 の活動銀河核の検出が期待されている。検出限界はそれらの赤方偏移での低光度活動銀河核に匹敵し、数密度は 1 平方度あたり 10 個程度に到達すると予想される。これにより、次項に示すような $z = 1 - 2$ で行われている統計（図 3.21）を $z = 6 - 8$ の宇宙で行うことが可能になり、巨大 BH の種となる BH やそこからの初期成長段階に手掛かりが得られるだろう。

一方で、 SPICA による赤外線探査も強力である。その観測波長は $z > 5$ の活動銀河核からの高温ダスト放射域をカバーしており、広視野深探査によって、巨大 BH 成長初期のガス・ダストに覆われた段階を解き明かすことができる。活動銀河核は銀河に比べると数密度が低いため、特に遠方宇宙での統計的な研究を行うためには、広視野の深宇宙探査が必須である。2020 年代後半には Athena や WFIRST を用いた X 線・近赤外線での 10 平方度級の深宇宙探査が計画されており、$z = 5$ を超える宇宙初期の活動銀河核が 1000 天体近く検出されると期待されている。その中で SPICA による中間赤外線での探査は、ガス・ダストに覆われた活動銀河核を検出する上でユニークな役割を果たす。図 3.20 は $z = 6$ のクエーサー（吸収補正後の硬 X 線光度 10^{44} erg s^{-1} を仮定）のスペクトルエネルギー分布と多波長の広視野深宇宙探査の検出限界を比較したものである。 2 つの緑線はそれぞれ、弱い X 線吸収のみの場合 (上) と強い X 線吸収を受けた場合 (下) を示す [2]。赤線はさらに大きな吸収を受けたコンプトン厚クエーサーのエネルギー分布である [78]。SPICA の検出限界はこれらの天体の高温ダストからの放射を検出できるほど深く、X 線探査では受からないような強い吸収を受けた活動銀河核も、高温ダストの放射を用いて捉えることができる。このような活動銀河核は、特に巨大 BH の成長初期でガスやダストに覆われた状態を明らかにする上で重要な種族である（§3.3.4 も参照)。

BH 質量・エディントン比関数の進化

巨大 BH の質量成長においては、ガス降着過程が大きな役割を果たしたと考えられている。その過程を定量的に知るためには、活動銀河核の統計的なサンプルに基づいて、各赤方偏移においてどのような質量の BH がどのようなエディントン比で成長しているのかを明らかにする必要がある。活動銀河核の多くを占める光度関数の典型光度（折れ曲がり光度; $L_{\rm bol} \sim 3 \times 10^{45}$ erg s^{-1}）以下の種族や中心核領域が隠された種族の探査においては、銀河の星からの放射やガスによる吸収の影響を受けにくい X 線放射を指標としたサンプルの構築が有効である。最新の X 線での撮像探査と可視・赤外線での撮像・分光フォローアップ観測により、クエーサー数密度のピークである赤方偏移 $z = 2 - 3$ を超えて、$z \sim 5$ に至るまで統計的なサンプルが構築されており [36]、それに基づいて光度関数の進化が議論されている [99]。図 3.21 に、$z \sim 1.4$ で X 線選択により構築された 1 型活動銀河核の BH 質量関数とエディントン比分布関数を示す。エディントン比分布関数は狭いピークを持つ関数ではなく、広い範囲の分布を持ち、それぞれの光度において様々な質量の BH が寄与していることが分かる。つまり光度関数の宇宙論的進化を BH の物理量の進化として理解するには、光度関数を構成する各天体の BH 質量を把握する必要がある。

図に示した X 線サンプルを用いた BH 質量関数の決定は 天体数が 100 個程度に限られており、その計算過程においては、エディントン比分布関数が BH 質量に依存しないなどの仮定を置いている。一方、SDSS の可視選択大規模サンプルに基づいた BH 質量関数の推定も行われているが、高光度クエーサーのみに限られてお

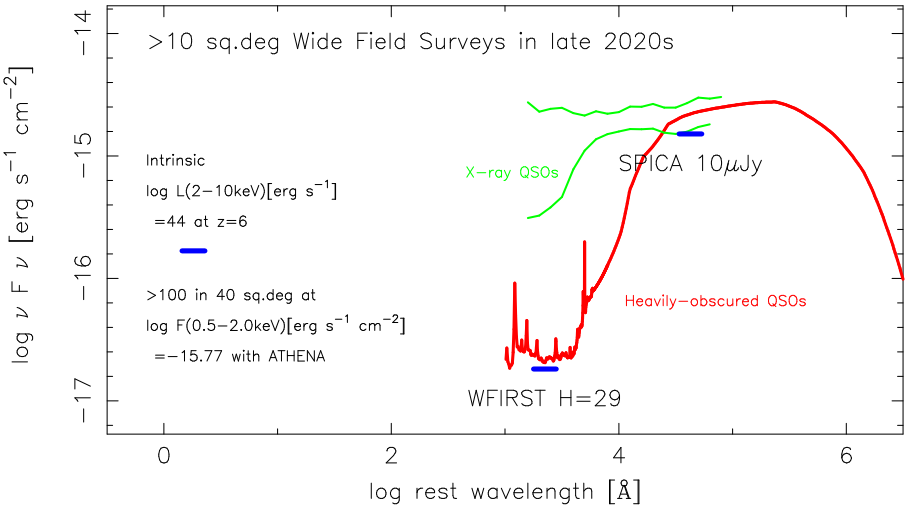


図 3.20: 2020 年代後半に想定される衛星を用いた 10 平方度級の広視野深宇宙探査の検出限界と、$z = 6$ のクエーサーのスペクトルエネルギー分布との比較。

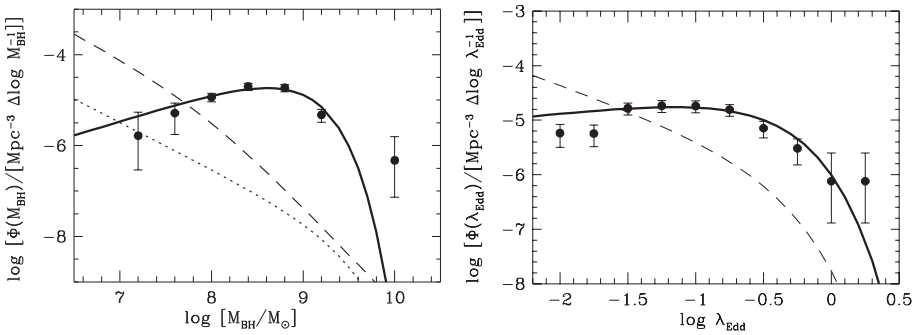


図 3.21: 赤方偏移 $z \sim 1.4$ の 1 型活動銀河核に対する BH 質量関数 (左) とエディントン比分布関数 (右)。データ点は SXDS サンプルで得られた結果、実線は検出限界の影響を考慮してシェヒター関数でフィットした結果を表す [73]。破線は $z = 0$ での結果、点線は $z \sim 6$ での BH 質量関数 [106] である。

り、質量 $<10^9$ $M_\odot$ の典型的な BH 範囲で十分に制限がついたとは言えない ([89; 53])。これに対してすばる望遠鏡の広視野多天体分光器 PFS は、可視から近赤外線の広い波長域を同時にカバーする大規模な分光探査観測を可能にする。光度関数の典型光度を含む活動銀河核の大サンプルが構築でき、広い質量と赤方偏移範囲において 1 型天体の BH 質量関数を決定することが可能になる。たとえば Mg II を用いた BH 質量の推定は、1.3 μm までの波長をカバーすることで $z = 3$ を超える宇宙まで行うことが出来ると期待される。

$z = 3$ を超える活動銀河核で BH 質量を決定するためには 1.3 μm を超える波長域での分光観測が必要となるが、8m 望遠鏡の近赤外線分光観測では、光度関数の典型光度に相当する $J = 23$ 等よりも暗い遠方天体で高い S/N 比を実現することは難しい。このような天体に対しては、30m 望遠鏡の近赤外線分光観測が必要になる。効率の良い観測には多天体分光が有効であるが、現在見つかっている $z > 3$ の活動銀河核密度を考慮すると、$10'$ を越える視野が要求される。また点源に対して高い感度を実現する補償光学装置も必要である。

大質量の楕円銀河と銀河系程度の質量の円盤銀河ではその形成の過程が異なるように、それぞれに付随する巨大 BH はその成長の過程が異なる可能性がある。質量 10^8 $M_\odot$ の BH のエディントン光度は X 線光度で 2×10^{44} erg s^{-1} であるが、銀河系中心の巨大 BH ($10^6 M_\odot$) の場合には 2×10^{42} erg s^{-1} 程度である。実際にはこの程度の光度になると星形成活動で生成する大質量 X 線連星からの放射でも説明できる程度であり、X 線検出がそのまま巨大 BH の活動性と結びつかない。このような低光度の活動銀河核サンプルを構築するには、銀河中心領域に見られる弱い広輝線を探査する必要がある。$z > 1$ の遠方銀河中心領域の弱い輝線を探査するには、補償光学と組み合わせた面分光観測が必要であり、統計的なサンプルを構築するためには多天体同時観測が有効である。すばる望遠鏡の地表層補償光学と組み合わせた多天体面分光観測や、TMT の広視野補償光学系による多天体面分光観測が重要となる。

光度時間変動を伴うブラックホール活動

巨大 BH で突発的に起こる星・ガスの潮汐破壊による質量降着は、BH への質量降着の物理を理解する上で重要な現象である。この潮汐破壊現象は主に、もともと活動銀河核ではない銀河の中心で起こる突発的な光度変動として認識される（超新星の方が発生頻度は高いが、スペクトルおよび光度変動の振る舞いで区別される）。巨大 BH による星の潮汐破壊は 1970 年代の理論予言 [35] 以来、観測的な証拠がないまま 21 世紀を迎えたが、ここ数年で 10 を超える現象が X 線、紫外線、可視光で検出されている ([27; 28; 29; 11; 12; 13; 100; 18])。その発生頻度は 1 つの銀河に対して 10^{3-6} 年程度に一度と考えられている。質量 $10^8 M_\odot$ 以下の BH では太陽質量程度の星の崩壊が事象の地平線の外側で起こるため、電磁波放射を伴い [80]、数日–数ヶ月にわたる光度変動を示す。X 線とともに潮汐破壊後も年単位でモニタ観測を続けることにより、静穏 BH 質量の見積もりや、潮汐破壊時における降着円盤形成の理解につながると期待される [88]。なお銀河系中心の巨大 BH における突発的質量降着、周辺領域の星・ガスの運動学などについては、3.6.2 節を参照されたい。2010 年代には Pan-STARRS が数 10 天体/年、2020 年代には LSST が 100 個/年の規模の潮汐破壊現象を発見すると予測されている [92]。2010 年代のうちに発生頻度等の統計量は明らかになると期待され、2020 年代には TMT によるその詳細観測が主な科学目標になると考えられる。たとえば即時中高分散分光観測によって、降着物質のアウトフローによる吸収線 (特に静止系紫外域) とその時間進化を観測できれば、放射優勢の衝撃波の物理に対する強い制限となるだろう [92]。

一方、SDSS 等で構築されたクエーサーの大サンプルに今後の大規模 (時間変動) サーベイが組み合わされることで、タイムスケールの短いいくつかの過渡期の活動銀河核現象が観測できる可能性がある。1 つは、1 型と 2 型の間の移行である。Mrk 1018 では 8 年間の時間間隔のスペクトルの比較により、Hβ 広輝線の消失を観測している [31]。また SDSS レガシーデータとその後の BOSS データとの比較により、1 型から 1.9 型への移行も報告された [58]。これらのタイプ変化・移行に対しては、視線方向上の遮蔽体による中心光源の部分遮蔽 [51] や、質量降着率の劇的な減少による変化 [58] などの原因が考えられる。2020 年代に取得されるであろうすばる/PFS 分光サーベイのデータにより、これらの原因や発生頻度を明らかにし、これまでは難しかった単体の活動銀河核における時間方向の進化の理解が進むだろう。もう 1 つは、活動銀河核の発現・終了である。近傍銀河 IC 2479 から 20 kpc 離れた場所にある電離ガス雲が SDSS Galaxy Zoo によって発見され、$(1-2) \times 10^5$

年以内に活動銀河核光度が 100 倍以上減少したと示唆されることから、この系では活動銀河核の終了が観測されているのであろうと考えられている [86; 52]。このような希少な現象・天体が Pan-STARRS, LSST のような広視野サーベイで発見され、その後のフォローアップ観測によって、活動銀河核の活動サイクルやその放射が周辺の星形成に与える影響（フィードバック）についての理解が大幅に進むと期待される。

3.3.6　必要な将来装置

具体的な科学テーマと必要な装置（および手法）を表 3.3 にまとめる。

表 3.3: 本章の科学テーマと必要とする観測・データのまとめ

テーマ	必要な観測とデータ
活動銀河核の諸構造：巨大 BH の質量	30m 級望遠鏡による分光
	4-6m 級望遠鏡長期使用による分光モニタ
	8m 級望遠鏡による広視野撮像・分光探査
活動銀河核の諸構造：降着円盤アウトフロー	30m 級望遠鏡による高分散分光
活動銀河核の諸構造：電離ガスの構造	4-6m 級望遠鏡長期使用による多天体分光・面分光モニタ
	30m 級望遠鏡による偏光分光
活動銀河核の諸構造：分子・塵遮蔽体の構造	30m 級望遠鏡による中間赤外線撮像
	大型（サブ）ミリ波干渉計
活動銀河核の諸構造：ジェットの起源と性質	30m 級望遠鏡による撮像
	2m 級望遠鏡による撮像・偏光モニタ
	大型 γ 線望遠鏡
母銀河との関わり：星形成活動との相互関係	スペース望遠鏡による遠赤外線撮像
母銀河との関わり：$M_{\rm BH}-\sigma_*$ 関係の形成と進化	30m 級望遠鏡による撮像・分光
	8m 級望遠鏡による広視野撮像・分光探査
母銀河との関わり：星間空間の力学構造	30m 級望遠鏡による面分光
母銀河との関わり：塵に埋もれた巨大 BH 成長	スペース望遠鏡による中間赤外線分光
巨大 BH の宇宙論的進化：巨大 BH の誕生	スペース望遠鏡による広視野近赤外線撮像探査
	30m 級望遠鏡による分光
巨大 BH の宇宙論的進化：ゼロ金属量クエーサー	8m 級望遠鏡による広視野分光探査
巨大 BH の宇宙論的進化：中間質量 BH	30m 級望遠鏡による分光
	8m 級望遠鏡による広視野分光探査
	4-8m 級望遠鏡長期使用による分光モニタ
巨大 BH の宇宙論的進化：質量・エディントン比関数	8m および 30m 級望遠鏡による多天体分光
	8m および 30m 級望遠鏡による多天体面分光
巨大 BH の宇宙論的進化：光度時間変動	8m 級望遠鏡長期使用による広視野撮像モニタ
	30m 級望遠鏡による分光

3.3.7 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
秋山 正幸	東北大学 天文学専攻	§ 3.3.3, § 3.3.5
今西 昌俊	国立天文台 ハワイ観測所	§ 3.3.3, § 3.3.4
大須賀 健	国立天文台 理論研究部	§ 3.3.3
鮫島 寛明	京都産業大学	§ 3.3.3, § 3.3.5
長尾 透	愛媛大学 宇宙進化研究センター	§ 3.3.1, § 3.3.3
松岡 健太	京都大学 宇宙物理学教室	§ 3.3.3, § 3.3.4
松岡 良樹	国立天文台 光赤外研究部（班長）	§ 3.3.1, § 3.3.2, § 3.3.4, § 3.3.5
三澤 透	信州大学 全学教育機構	§ 3.3.3
諸隈 智貴	東京大学 天文学教育研究センター	§ 3.3.5

参考文献

[1] 佐藤文衛, 2009, 日本惑星科学会誌, 18, 138
[2] Akiyama, M., et al. 2015, PASJ, in press
[3] Alexander, D. M., & Hickox, R. C. 2012, NewAR, 56, 93
[4] Antonucci, R. R. J., & Miller, J. S. 1985, ApJ, 297, 621
[5] Barth, A. J., et al. 2009, ApJ, 690, 1031
[6] Bentz, M. C., et al. 2009, ApJ, 705, 199
[7] Bianchi, S., et al., 2008, MNRAS, 385, 195
[8] Blecha, L., et al. 2011, MNRAS, 412, 2154
[9] Bongiorno, A., et al. 2014, MNRAS, 443, 2077
[10] Brightman, M., & Nandra, K., 2008, MNRAS, 390, 1241
[11] Burrows, D. N., et al. 2011, Nature, 476, 421
[12] Cenko, S. B., et al. 2012, ApJ, 753, 77
[13] Cenko, S. B., et al. 2012, MNRAS, 420, 2684
[14] Cano-Díaz, M., et al. 2012, A&A, 537, LL8
[15] Denney, K. D., et al., 2009, ApJ, 704, L80
[16] Do, T., et al. 2014, AJ, 147, 93
[17] Dorodnitsyn, A., 2012, ApJ, 747, 8
[18] Esquej, P., et al. 2008, A&A, 489, 543
[19] Fabbiano, G., et al. 2006, ARAA, 44, 323
[20] Fan, X., et al. 2001, AJ, 122, 2833
[21] Fan, X., et al. 2006, AJ, 131, 1203
[22] Gaskell, C. M. 1982, ApJ, 263, 79
[23] Gaskell, C. M., & Goosmann, R. W., 2013, ApJ, 769, 30
[24] Gaskell, C. M., et al. 2012, ApJ, 749, 148
[25] Gebhardt, K., et al. 2002, ApJL, 578, L41
[26] Gebhardt, K., et al. 2005, ApJ, 634, 1093
[27] Gezari, S., et al. 2008, ApJ, 676, 944
[28] Gezari, S., et al. 2009, ApJ, 698, 1367
[29] Gezari, S., et al. 2012, Nature, 485, 217
[30] Gibson, R. R., et al. 2008, ApJ, 675, 985
[31] Goodrich, R. W. 1989, ApJ, 340, 190
[32] Greene, J., & Ho, L. C. 2007, ApJ, 670, 92

[33] Hamann, F., et al. 2013, MNRAS, 435, 133
[34] Harrison, C. M., et al. 2014, MNRAS, 441, 3306
[35] Hills, J. G., 1975, Nature, 254
[36] Hiroi, K., et al. 2012, ApJ, 758, 49
[37] Hopkins, P., et al. 2012, MNRAS, 420, 320
[38] Hopkins, P. F., et al. 2008, ApJS, 175, 356
[39] Hopkins, P. F., & Quataert, E. 2010, MNRAS, 407, 1529
[40] Hopkins, P. F., et al. 2010, MNRAS, 402, 1693
[41] Horne, K., et al., 2004, PASP, 116, 465
[42] Ichikawa, K., et al. 2014, ApJL, 794, 139
[43] Imanishi, M., et al. 2007, ApJS, 171 ,72
[44] Imanishi, M., et al. 2010a, ApJ, 709, 801
[45] Imanishi, M., et al. 2008, PASJ, 60, S489
[46] Imanishi, M., et al. 2010b, ApJ, 721, 1233
[47] Izotov, Y. I., et al. 2007, ApJ, 671, 1297
[48] Izotov, Y. I., et al. 2008, ApJ, 687, 133
[49] Izotov, Y. I., et al. 2009, ApJ, 707, 1560
[50] Izotov, Y. I., et al. 2012, MNRAS, 427, 1229
[51] Kawaguchi, T., 2013, arXiv:1306.0188
[52] Keel, W. C., et al. 2012, AJ, 144, 66
[53] Kelly, B.C., & Shen, Y. 2013, ApJ, 764, 45
[54] Kollatschny, W., et al. 2014, A&A, 566, A106
[55] Kormendy, J. 1988, ApJL, 325, 128
[56] Kormendy, J., & Ho, L. C. 2013, ARAA, 51, 511
[57] Kurosawa, R., & Proga, D. 2009, ApJ, 693, 1929
[58] LaMassa, S. M. et al. 2015, ApJ, 800, 144
[59] Liu, G., Zakamska, N. L., et al. 2013a, MNRAS, 436, 2576
[60] Liu, G., Zakamska, N. L., et al. 2013b, MNRAS, 430, 2327
[61] Liu, J.-F., et al. 2013, Nature, 503, 500
[62] Magorrian, J., et al. 1998, AJ, 115, 2285
[63] Marconi, A., et al. 2004, MNRAS, 351, 169
[64] Matsuoka, K., & Woo, J.-H. 2015, ApJ, 807, 28
[65] McCrady, N., et al. 2004, Nature, 428, 704
[66] Merloni, A., et al. 2010, ApJL, 708, 137
[67] Miyakawa, T., et al. 2012, PASJ, 64, 140
[68] Mortlock, D. J., et al. 2011, Natur, 474, 616
[69] Nardini, E., et al. 2010, MNRAS, 405, 2505
[70] Nenkova, M., et al. 2008, ApJ, 685, 160
[71] Nesvadba, N. P. H., et al. 2008, A&A, 491, 407
[72] Netzer, H. 2009, MNRAS, 399, 1907
[73] Nobuta, K., et al., 2012, ApJ, 761, 143
[74] Nomura, M., et al. 2013, PASJ, 65, 40
[75] Noyola, E., et al. 2008, ApJ, 676, 1008
[76] Pancoast, A., et al., 2014, MNRAS, 445, 3073
[77] Petrov, R. G., et al., 2014, arXiv:1410.3108
[78] Polletta, M. d. C., et al. 2006, ApJL, 642, 673

[79] Proga, D., et al. 2000, apj, 543, 686
[80] Rees, M. J., 1988, Nature, 333, 523
[81] Ramos Almeida, C., et al. 2009, ApJ, 702, 1127
[82] Ramos Almeida, C., et al. 2014, MNRAS, 439, 3847
[83] Risaliti, G., & Elvis, M. 2010, A&A, 516, AA89
[84] Satyapal, S., et al. 2009, ApJ, 704, 439
[85] Schartmann, M., et al. 2008, A&A, 482, 67
[86] Schawinski, K., et al. 2010, ApJL, 724, L30
[87] Schramm, M., & Silverman, J. D. 2013, ApJL, 767, 13
[88] Shen, R.-F., & Matzner, C. 2014, ApJ, 784, 87
[89] Shen, Y., & Kelly, B.C. 2012, ApJ, 746, 169
[90] Shields, J. C. et al. 2008, ApJ, 682, 104
[91] Soltan, A. 1982, MNRAS, 200, 115
[92] Strubbe, L. E., & Quataert, E., 2009, MNRAS, 400, 2070
[93] Takeuchi, S., et al. 2013, PASJ, 65, 88
[94] Takeuchi, S., et al. 2014, PASJ, 66, 48
[95] Tombesi, F., et al. 2010, ApJ, 719, 700
[96] Tonry, J. L. 1984, ApJL, 283, L27
[97] Tran, H. D., et al. 2011, ApJL, 726, L21
[98] Tristram, K. R. W. & Schartmann, M. 2011, A&A, 558, A149
[99] Ueda, Y., et al. 2014, ApJ, 786, 104
[100] van Velzen, S., et al. 2011, ApJ, 741, 73
[101] Veilleux, S., et al. 2009, ApJS, 182, 628
[102] Venemans, B. P., et al. 2013, ApJL, 779, 24
[103] Volonteri, M. 2010, A&ARv, 18, 279
[104] Wada, K., & Norman, C., 2002, ApJ, 566, L21
[105] Weymann, R. J., et al. 1991, ApJ, 373, 23
[106] Willott, C., et al. 2010a, ApJ, 140, 546
[107] Willott, C. J., et al. 2007, AJ, 134, 2435
[108] Willott, C. J., et al. 2010b, AJ, 139, 906
[109] Woo, J.-H., et al. 2013, ApJL, 772, 49

3.4　初代天体と再電離

3.4.1　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

これまでの遠方宇宙探査により、赤方偏移 $z = 7 - 10$ 程度にある銀河や GRB、クエーサーが発見され、様々な知見がもたらされた。しかし、初代天体と呼べる性質を示す天体はまだ見つかっていない。2020 年代の天文学では、次世代観測装置を用いて初代天体が形成されたと考えられる $z > 10$ の宇宙を探ることが重要である。また、初代天体の形成と密接に関連する現象に宇宙再電離があるが、それがいつどのように起きたのか、どのような天体や物理現象に引き起こされたのかについてはまだよく分かっていない。宇宙再電離史やその原因を明らかにすることは、2020 年代の遠方宇宙探査で取り組むべき重要な課題である。

1 初代星誕生の時代の特定

初代星が誕生した時代を特定する一つの方法は、GRB 発生率に明確なカットオフが現れる赤方偏移を探ることである。理論研究から $z = 20$ の頃に初代星が誕生した可能性が指摘されており、その時代の GRB を分光同定することが一つの目標となる。GRB はきわめて明るい点源であるため、$z = 20$ 付近であっても 30 m 級地上望遠鏡や 6 m 級宇宙望遠鏡などの近赤外分光装置で同定することが可能である。ただし、発生後すみやかに分光追観測を行わなくてはならない。そのため、高赤方偏移 GRB 候補を迅速に絞り込める体制を整える必要があり、口径 4 m 程度の地上望遠鏡との連携が重要である。また、30 cm 程度の近赤外線望遠鏡を X 線・ガンマ線 GRB 検出器と同時に搭載する衛星計画もあり、これが実現すればほぼ全ての GRB に対して高赤方偏移候補かどうかの選定をすぐに行えるようになるだろう。

2 初代星団と初代銀河の検出

主系列段階にある初代星を検出することは次世代望遠鏡を用いても困難であると考えられる。ただし、重力レンズを利用すれば、種族 III 恒星のみで構成された星団あるいは銀河を検出できる可能性がある。初代星団が銀河系の球状星団の祖先であるとすると、その質量は $10^4 M_\odot$ でサイズは数 10 pc 程度と考えられ、重力レンズにより数 100 倍の増光を受ければ検出可能である。それほど強く増光される確率はきわめて低いが、2 m 級宇宙望遠鏡の広視野近赤外撮像装置を用いた探査で発見できるかもしれない。初代銀河については、2 m から 6 m 級の宇宙望遠鏡の可視光および近赤外撮像装置を用いた深宇宙探査により、光度関数の制限が大きく進展すると期待されている。また、30 m 級地上望遠鏡や 6 m 級宇宙望遠鏡での可視光分光や赤外撮像・分光追観測により、空間分解した初代銀河の形態や運動、金属量分布を明らかにすることができ、さらには SMBH の生成シナリオを検証することができるかもしれない。

3 再電離史の解明と再電離源の同定

再電離史は、IGM の平均の中性度 $x_{\rm HI}$ の進化で表される。$x_{\rm HI}$ の推定には GRB やクエーサー、銀河を用いる方法があるが、これまでの観測では $z \sim 6 - 7$ に限られていた。今後、軟 X 線で感度の良いガンマ線衛星が稼働すれば、$z > 7$ GRB を発見しやすくなると期待される。また、2 m 級宇宙望遠鏡の広視野近赤外撮像装置により $z > 7$ クエーサーが多数発見されるだろう。それらを 30 m 級地上望遠鏡の近赤外分光装置で追観測することで、Lyα 減衰翼を用いる方法から $z > 7$ での $x_{\rm HI}$ に制限をつけられると期待される。銀河を用いた手法については、現在すでに進行している深宇宙探査により統計誤差をかなり小さくできる。ただ、その手法では Lyα 速度差などといった系統誤差の要因が指摘されており、6 m 級宇宙望遠鏡の赤外分光観測などで評価する必要がある。再電離源については、星形成銀河が有力な候補と考えられているが、紫外光度関数の形やその進化、電離光子脱出率などに十分な制限が得られていない。系統的不定性を小さくするためには、2 m から 6 m 級の宇宙望遠鏡や 30 m 級地上望遠鏡による撮像および分光観測が必要である。

3.4.2 背景

現在の宇宙は、星やブラックホール (BH)、さらにはこれらを包含する銀河などの天体に満ちた多様な姿を見せている。標準的な宇宙論モデルによれば、宇宙における構造形成は、量子論的効果で作られた初期宇宙の密度揺らぎが重力的に成長して進んだと考えられている。冷たい暗黒物質を主成分とする Λ cold dark matter (CDM) モデルの予言によると、赤方偏移 20 頃には密度揺らぎが重力的に崩壊し、矮小銀河質量程度のダークマターハロー (DMH) が現れ、これが初代銀河となっていく。この中で原始ガスが放射冷却により高密度ガス雲が作られ、さらに重力崩壊が進んで初代星ができる。星が進化すると核融合反応により重元素が合成され、やがて超新星爆発やガンマ線バースト (GRB) などの高エネルギー現象を引き起こす。さらなる元素合成がなされるとともに、重元素が星間および銀河間空間へ拡散する。また、この過程で恒星質量 BH、そして将来銀河中心に形成される SMBH の種が作られると考えられている。

しかしながら、現在の観測からは初代星や初代銀河といった初代天体の形成過程は明らかにされておらず、このようなシナリオが正しいかどうかの検証はなされていない。過去 10 年間の天文学研究では、すばる望遠鏡やハッブル宇宙望遠鏡 (HST) などの地上およびスペース光赤外線大型望遠鏡の活躍により遠方天体観測の発展が著しかった。赤方偏移 7 – 8 まで銀河の分光同定が進み、撮像に基づく銀河候補に至っては重力レンズの増光効果なども利用して赤方偏移 10 程度まで調べられている。赤方偏移 2 – 3 から過去の時代に遡るにつれて星形成率密度 (SFRD) が減少し、赤方偏移 8 を超える宇宙ではさらに急速に SFRD が減少している可能性が指摘されている [49; 8; 29]。このような急速な SFRD の減少の物理メカニズムについては明らかではなく、初期の構造形成における星形成の理解が課題となっている。さらに、GRB は SWIFT などのガンマ線衛星のアラートを受けて、光赤外線大型望遠鏡が分光同定を行うという手法で、現在は赤方偏移 8 の GRB にまで探査の手が伸びている [78]。また、中口径望遠鏡の広領域撮像と大口径望遠鏡の分光を組み合わせて、BH 質量が $10^9 M_\odot$ を超えるクエーサーが赤方偏移 7 でも発見されている [45]。宇宙開闢から 8 億年という短い期間に SMBH の形成がなされたことになり、物理的な説明は容易ではない。SMBH 形成の物理メカニズムについても課題が残されている。

過去 10 年間の遠方宇宙探査により銀河や GRB、クエーサーなどの天体に対して、赤方偏移 7 – 10 程度の宇宙にまで探査の手が伸ばされ、様々な知見がもたらされた。しかしながら、初代天体と呼べる性質を示すものはまだ発見されておらず、これが天体形成史の中におけるミッシングピースとなっている。2020 年代の光赤外線天文学では、次世代望遠鏡の高い性能を生かして、初代天体が形成されたと考えられる赤方偏移 > 10 の宇宙を探ることや近傍に残された初代天体の形跡を通してこのミッシングピースを埋めることが重要となるだろう。

また、初代天体の形成と時期をほぼ同じくして、宇宙再電離が始まったと考えられている。宇宙再電離（もしくは再電離と略記）とは、赤方偏移 ∼1000 で再結合が起った後に宇宙を満たす中性水素 (H I) ガスなどが電離される現象のことである。クエーサーの吸収線を用いた観測結果から赤方偏移 0 から 6 までの IGM の水素はほぼ電離されているが、赤方偏移 6 以上で IGM の H I の割合が増大していることが知られている [16]。また、宇宙背景放射にみられるトムソン散乱の光学的厚み (τ_e) に基づいて、電離ガスがもたらす自由電子が存在した時代を推定すると、宇宙再電離は赤方偏移 10 頃に大きく進んだと見られている [25; 59]。しかしながら、τ_e からでは H I の赤方偏移進化が得られないため、宇宙再電離の正確な時代、さらにはその歴史についてはいまだ明らかにされていない。また、宇宙再電離の原因がどのような天体や物理現象によるものなのかについても分かっていない。理論モデルによれば、宇宙再電離の原因として、個数の面で卓越している星とそれを包含する星形成銀河が放つ紫外線が挙げられている。一方で、宇宙再電離が進むにつれて、宇宙背景紫外線が矮小銀河などの小質量ハローの中のガスを加熱し、星形成活動を妨げると考えられている [例えば 76]。つまり、宇宙再電離がもたらす背景紫外線のフィードバック効果が銀河形成に重要な影響をもたらしている可能性がある。もしこのようなモデルが正しいなら、宇宙再電離を明らかにするには銀河形成の理解が必須となる。このように 2020 年代に取り組むべき宇宙再電離の課題は大きく分けて二つあり、一つが H I の赤方偏移進化に代表される宇宙再電離の歴史、もう一つが銀河形成を含めた宇宙再電離の原因の理解である。以下、§3.4.3-3.4.5 ではこの詳細について述べる。

3.4.3　初代星

初代星と初代星団

初代星（第一世代星）を空間的に分解し、単独の星からの放射を検出することができれば、真の意味で宇宙の果てを見渡したと言えるだろう。これは、将来的に可視光・赤外線天文学のひとつの目標となりうるテーマである。しかしながら、赤方偏移 $z = 10$ においてエディントン光度で輝く 100 $M_\odot$ の初代星を仮定し、その強烈な紫外線放射の大部分が周辺環境のガスにより Lyα 輝線として再放射されると仮定したとしても、およそ 40 等級 (AB) 程度のフラックス密度しかない。さらに、このような星の半径は太陽半径の 10–100 倍程度と考えられており [50]、ピコ秒角程度の空間分解能での観測が要求される。したがって、2020 年代の天文学においてでさえ、初代星を解像しての直接的な検出は極めて難しいと考えられる。

初代星による金属汚染を免れた領域では、水素原子冷却が効果的な $> 10^7 M_\odot$ の DMH において、金属元素を含まない、いわゆる種族 III 恒星のみで構成された星団（あるいは銀河）が形成される可能性がある [例えば 81]。実際、天の川銀河で観測されている球状星団の年齢は宇宙年齢に匹敵するため、最初期の星形成時に誕生した可能性は十分に考えうる。その星団質量は $\sim 10^4 M_\odot$、サイズは数 10 pc 程度であると考えられ、$z = 10$ の星団を分解するためには約 20 マイクロ秒角の角度分解能が要求される。これを直接的に解像することは、2020 年代の観測装置であっても依然として難しい。しかし、重力レンズにより数 100 倍の増光を受ければ検出できる可能性もあり、サイズについても数 100 倍の拡大を受けているならば、その大きさに制限を与えられるかもしれない。

このように大きな増光を得る確率は極端に低いが（例えば赤方偏移 $z = 8$ の天体が 100 倍以上の増光を受ける確率は約 100 万分の 1）、超広視野探査を行うことで、ある程度の個数の検出が見込まれる。図 3.22 は赤方偏移 z =7–13 に存在する $2.5 \times 10^4 M_\odot$ の初代銀河団 (種族 III 星団) に対し、重力レンズ増光を考慮した存在個数の予想値である [88]。種族 III 星団の初期質量関数 (IMF) に大きく依存するが、理論的に予想されるトップヘビー型の大質量 IMF [例えば, 26] であれば、27–28 AB 等級の感度で 100 平方度の超広視野近赤外線探査を行えば、期待個数が 1 以上となる。このような探査が可能な装置として、WISH および WFIRST が計画されている。超広視野探査で発見された候補天体に対して、JWST や TMT による分光フォローアップを行なうことで、金属量に対し制限を与え、種族 III 星団かどうか確かめ、初代銀河形成理論への強い制限を与えることができる。

初代星の終焉

初代星が爆発した際の超新星爆発および GRB は十分に観測可能である。超新星や GRB そのものはもとより、これらの放射を利用することで、初代星の性質に関する手がかりや周辺環境の物理的性質について探査できるようになる。とりわけ、爆発直後の GRB は極めて明るいため、残光をプローブとした宇宙再電離の時期の測定 (§3.4.5) や、宇宙で最初の重元素合成の現場、宇宙で最初に誕生した BH とその進化 (§3.4.4) などが研究できるだろう。

理論的に予想される初代星の IMF は、数 $10 M_\odot$ が主となるトップヘビー型を考える場合が多い。一般に金属量の少ない初代星は恒星風による質量欠損が少なく、充分に進化した後も厚い水素の外層をまとっていると考えられる。図 3.23 は、星の初期質量に対して進化の最終段階がどのような運命となるかを金属量ごとに示したものである [24]。図 3.23 に示された初代星 (metal-free) について、40–100 $M_\odot$ の場合は直接的に BH を形成し、超新星や GRB のように明るく輝く突発天体としては観測できないと考えられている。一方で、100–140 $M_\odot$ の場合は星風によって水素の外層が効率的に剥ぎ取られることで GRB を発生させ、自転の遅い 140–260 $M_\odot$ では Pair Instability Supernova により、中心核もろとも全ての金属を周辺環境に撒き散らすと考えられる。

近年になって、厚い水素の外層に包まれたままの状態であっても GRB を発生させることができると考えられるようになってきた。これは、GRB がジェットを伴う現象であることから、星の外層の中をジェットが伝播してトンネルを掘り、突き抜けることができるならば、原理的に GRB として輝けるためである。様々な理論

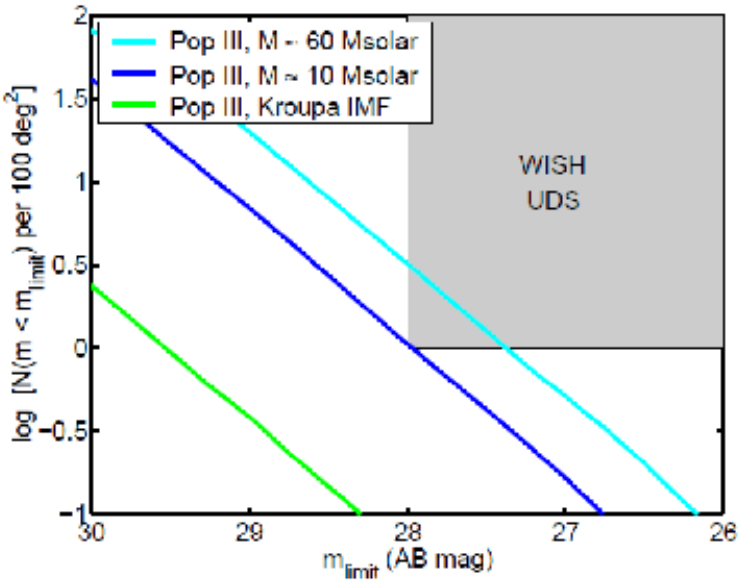


図 3.22: 重力レンズによる大増光の確率分布を考慮した赤方偏移 $z = 7 - 13$ の種族 III 星団 ($2.5 \times 10^4 M_\odot$) の存在個数の予想値 [88](掲載許可取得済み)。

計算やシミュレーションから、厚い外層を突き抜けた後の GRB は、通常よりも低いエネルギーである X 線帯で主に輝き、かつ継続時間が 10^3–10^4 秒程度と一般的な GRB よりも 1 桁以上長いと予想されている。従って、このような GRB が高赤方偏移で発見された場合は、初代星に由来した GRB (種族 III GRB) の可能性が高く、迅速な近赤外線帯での高分散分光観測を行えば、GRB の残光を背景光として初代星の星周環境を探査できるだろう。

Pair Instability Supernovae (PISNe) は通常の超新星爆発の 10 倍以上のエネルギーを解放するため、初期宇宙で発生したとしても観測できる可能性がある。その光度曲線は ^{56}Ni(6.1 日)—^{56}Co (77.2 日)—^{56}Fe の崩壊によって、爆発の数ヶ月後に最大光度に達する。従って、LSST による探査によって発見された PISNe に対して、TMT や JWST が深い観測を行うというアプローチが可能となる。

初代星が誕生した時代

「宇宙で最初の星はいつ誕生したか？」という基本的な問いについて、2020 年代の天文学ではどのようにアプローチできるだろうか？一つの方法として、GRB の最高赤方偏移の記録を更新し、どの時代まで存在しているかを調べることが可能だろう。GRB の親星の寿命は数 100 万年から 1000 万年程度であるため、星の誕生とほぼ同時に発生すると考えて良い。第一原理シミュレーションによれば、赤方偏移 $z = 20$ の頃には初代星が誕生した可能性があり、この時期に発生する GRB の残光を分光観測することが 1 つの目標となる。赤方偏移の関数としての GRB 発生率に明確なカットオフが観測されれば、そこが初代星誕生の時期であると特定できるだろう。

一般に GRB 発生率は $z > 5$ の高赤方偏移の宇宙において、星形成率よりも多い傾向にある。Wanderman & Piran [83] の見積りによると、$z > 7$ の GRB 発生率は約 10 events yr^{-1}str^{-1} 程度である。図 3.24 に GRB が赤方偏移 $z = 7$ で発生した場合に予想される光度曲線を示す [86]。これは Kann et al. [37] でまとめられている結果を、K-correction を行いつつ、宇宙膨張の効果を考慮して換算したものである。同図の右側に、すばる望遠鏡、TAO、JWST、そして TMT の分光感度を示す。統計精度として 10 σ で分光するだけならば、GRB 発生から数日以内に ToO 観測を開始し、1.0 μm 帯で 3 時間程度の分光観測を行えば、ほぼ全ての GRB に対して十分な精度で赤方偏移を測定できる。さらに、$z = 20$ で発生した GRB に対しては 2.5 μm よりも長い波長帯で観測する必要があるが、GRB 発生から 1 日以内に ToO 観測を開始し、3 時間程度の分光観測を行えば

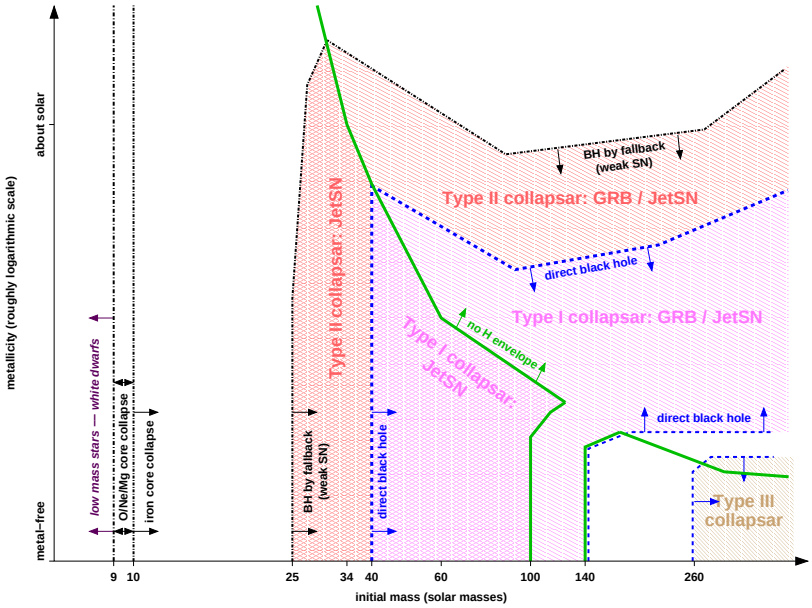


図 3.23: 星の進化を考慮した終焉時の運命 [24](掲載許可取得済み)。

赤方偏移を測定できる。TAO は機動力が高く、近赤外線での感度が極めて高いことから、GRB 発生から数分後からの追観測することで高赤方偏移の測定が可能となるだろう。このような観測を光赤外線コミュニティとして推進するためには、口径 4m 程度の中規模の望遠鏡との連携が不可欠で、中型望遠鏡で迅速に高赤方偏移 GRB の候補を絞り込んだ上で、TMT や JWST の大型望遠鏡に引継ぎ、可能な限り早期の分光観測を実施するなどの戦略が必要である。また、スペースにおいてX線・ガンマ線の GRB 検出器と同時に搭載した 30 cm 程度の近赤外線望遠鏡を実現できれば、ほぼ全ての GRB に対して高赤方偏移の候補を選定できるようになる。このようなプロジェクトとして HiZ-GUNDAM [86] が計画されており、高エネルギー天文学分野との協力体制を築き、分野横断的な観測を推進することも重要である。

3.4.4　初代銀河

ΛCDM モデルによれば、宇宙初期の密度揺らぎが重力崩壊して DMH が作られた。DMH のポテンシャル中心に向けてバリオンが落ちていき、放射冷却によってさらに収縮し、DMH の中心に銀河が形成される (§3.4.2)。具体的には、$z \sim 10$ 頃に $\sim 10^8 M_\odot$ 程度の質量を持つ atomic-cooling halo が出来始め、その中でガスが水素とヘリウムの放射冷却によって収縮して星形成が始まり、初代銀河を形成すると考えられている。時とともにガスがさらに銀河に降着し、銀河の合体集合も頻繁に起きて、銀河の質量は次第に大きくなっていく。その過程で、放射の波長や強度の違いにより、例えば Lyman break galaxy (LBG) や、Lyα emitter (LAE)、Lyα blob (LAB)、active galactic nucleus (AGN) 等として観測される。これら多種多様な銀河の誕生と進化の過程を、時空間の関数として解き明かすのが、現在の宇宙論的な構造形成研究の主眼の一つとなっている。本セクションにおいては、2020 年代の光赤外天文学研究という観点から、初代銀河について議論する。

銀河光度関数の進化

銀河を特徴付ける最も基本的な統計量の一つが光度関数であり、これまで盛んに研究がなされてきた。特に HST やすばる望遠鏡などの 8m クラス望遠鏡を用いて、高赤方偏移銀河の候補をまず初めに撮像及び天体の色によって効率良く選択し、その後分光観測で赤方偏移同定するのが主な手法である [例えば 73]。とりわけ 2009

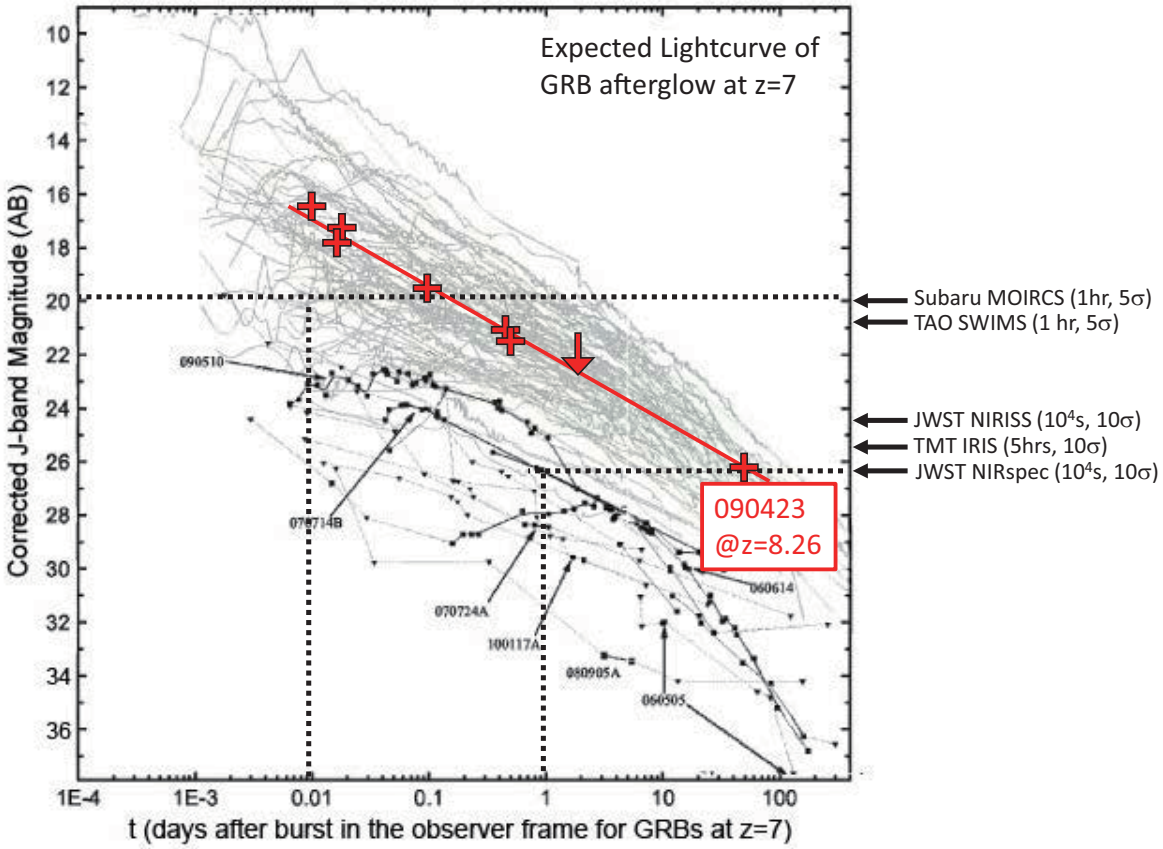


図 3.24: GRB が赤方偏移 $z = 7$ で発生した場合に予想される近赤外線残光の光度曲線。Kann et al. [37] から計算したもの [86](掲載許可取得済み)。赤色のプロットは最高赤方偏移の 1 つである GRB 090423 ($z = 8.26$) の光度曲線。

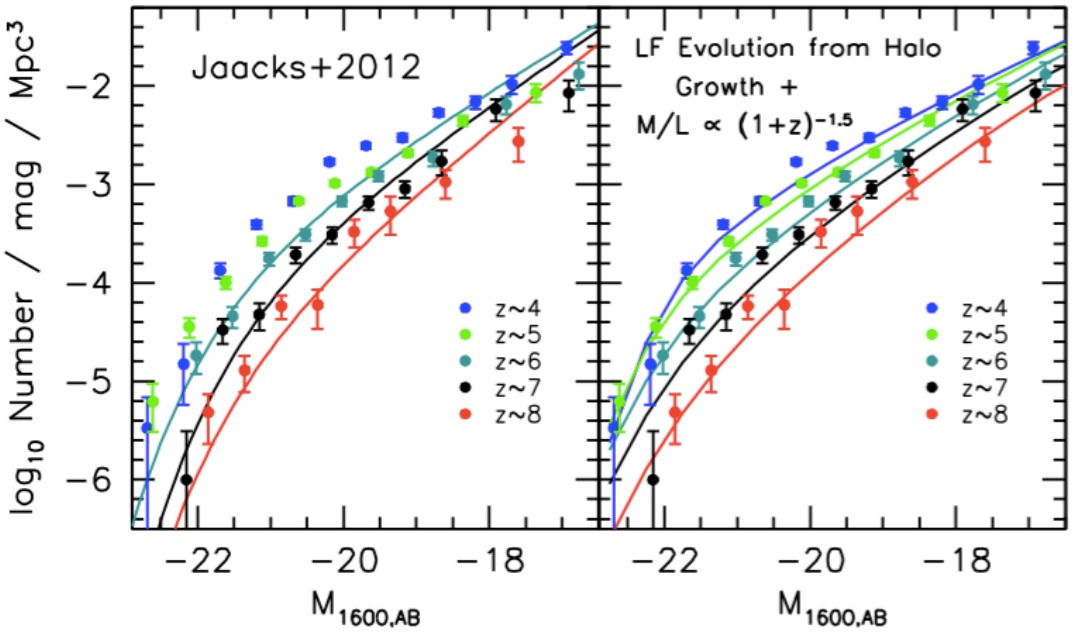


図 3.25: 高赤方偏移における rest-frame UV 光度関数の進化 [8, Fig.20](掲載許可取得済み)。赤方偏移の増加と共に faint-end が急になっていく様子が見て取れる。左図には、Jaacks et al. [32] の ΛCDM 宇宙論的流体シミュレーションの結果が示されており、同様の定性的変化が得られている。

年に HST に搭載された WFC3 カメラにより、近赤外撮像データの質は大きく向上した。WFC3 や可視カメラ ACS を用いていくつかの深宇宙探査が実行され [例えば HUDF09、CANDELS、UDF12; 6; 48; 20; 40] 赤方偏移 $z \sim 4$–10 という遠方宇宙にある銀河の候補天体が数多く発見されてきた [例えば 7; 15; 64; 44; 49; 8]。その数は一万個を超え [例えば 8]、これらを基に光度関数の暗い側の傾き (faint-end slope) が赤方偏移の増加と共により急になることが示された (図 3.25)。また、光度関数の折れ曲がりを特徴づける等級 M^* の値はそれほど時間変化しないが、規格化定数 ϕ^* は赤方偏移と共に減少することが分かってきた。ΛCDM モデルに基づいた宇宙論的流体シミュレーションでも同様の定性的変化が確認されている [例えば、 47; 32, ; 図 3.25 左]。暗い矮小銀河は、数が多いので宇宙再電離の電離光子数に多大な寄与をすると考えられており、その数をより正確に観測することは重要である (§3.4.5)。

2020 年代の観測においては、JWST、WISH、WFIRST を用いた探査により光度関数の制限が大きく進展すると期待されている。例えば、faint-end slope については、JWST/NIRCAM を用いると、同じ観測時間で HST/WFC3 よりも 1.6 等級深い探査が可能になる。これは、$z \sim 8$ の紫外光度関数が、現在知られている $z \sim 4$ の紫外光度関数と同じくらい暗い側（最も深い探査で絶対等級 $M_{UV} \simeq -15.5$ mag、銀河の星形成率にして $\sim 0.1 M_\odot\,\mathrm{yr}^{-1}$ に相当）まで調べられるようになることを意味している。図 3.26 の左上パネルは予想される $z \sim 11$ の紫外光度関数と JWST、WISH、WFIRST がカバーする観測パラメターを示したものである。この図から、JWST により $M_{\rm UV} \simeq -20$ より暗い側の光度関数が決定され、これより明るい側については WISH や WFIRST の広領域観測が必要である。図 3.26 の右上パネルは、このような次世代望遠鏡により得られる $z \sim 11$ の紫外光度関数の Schechter パラメータ α と $M^*_{\rm UV}$ の信頼区間を示している。JWST だけでは紫外光度関数の $M^*_{\rm UV}$ より明るい側での制限が不十分なため、$M^*_{\rm UV}$ はほとんど決まっておらず、α のエラーも大きいことがわかる。光度関数を求めて紫外光度密度を精度良く決めるためには、JWST、WISH、WFIRST の結果を組み合わせる必要があるだろう。また、$z \sim 14$ かそれより高赤方偏移の銀河を検出するには、H-band より長い観測波長が要求されるため JWST や WISH のような装置が不可欠である。図 3.26 の下パネルは予想される $z \sim 14$ の紫外光度関数である。この図においても、JWST と WISH は相補的関係にある。また、$z \sim 14$ 銀河の検出については JWST より WISH の方が有利かもしれない [30]。

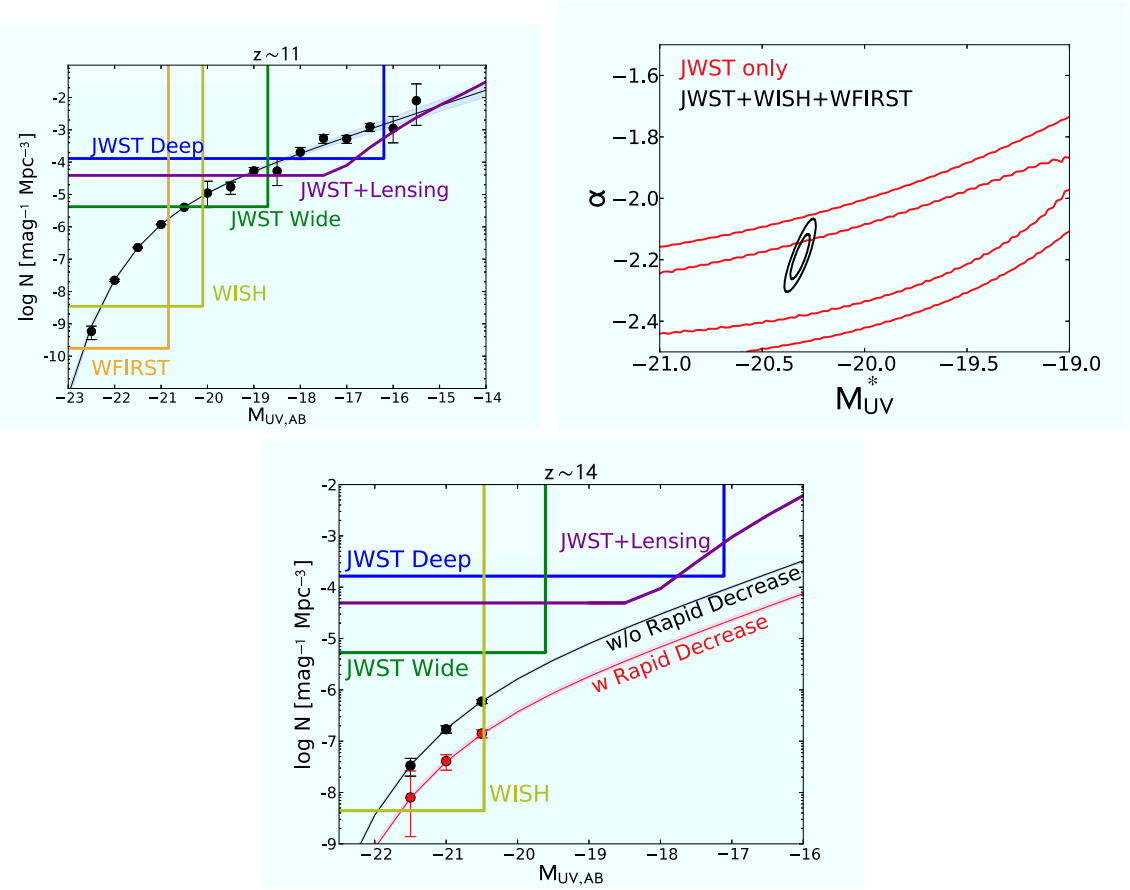


図 3.26: 左上：予想される $z \sim 11$ 銀河の紫外光度関数。JWST-Wide は HST-CANDELS、JWST-Deep は HUDF、JWST+Lensing は HFF のような探査を想定している。また、WISH は 100 平方度を 27.5 mag（5σ）まで観測し、WFIRST は 2000 平方度を 27 mag 程度（5σ）まで観測するとしている。右上：左上パネルと同様で $z \sim 14$ の場合。低赤方偏移の紫外光度関数の進化をなめらかに外挿できるとした場合（w/o Rapid Decrease）を黒色で、$z > 8$ では進化が急激に起きているとした場合（w/ Rapid Decrease）を赤色で示している。下：予想される $z \sim 11$ の光度関数の Schechter パラメータのうち、暗い側の傾き α と典型的な紫外等級 $M^*_{\rm UV}$ の 68%と 95%の信頼区間。赤色で示しているのは JWST と WISH、WFIRST により幅広い紫外等級範囲をカバーした場合の信頼区間であり、黒色は JWST による探査のみを用いた場合の信頼区間。Ishigaki [30] より。

銀河形態, サイズ, 運動

最近の宇宙論的流体シミュレーションを用いた研究において、様々な銀河の形態を再現できるようになってきている [54; 18]。また、Romano-Díaz et al. [63] は、$z \sim 10$ の高密度領域において比較的大きな disk 銀河が生まれることを示唆した。これらの理論研究は、銀河形態の時間発展が銀河形成の環境依存性やフィードバックモデルの強い制限に成りうることを示唆している。また、観測的にも近傍宇宙において見られるハッブル系列が高赤方偏移にいくにつれて消滅していくことは知られており、この宇宙において disk 銀河がいつ発現したのかというのは興味深い点である。

HST の可視・近赤外データを用いて $z \sim 4$–9 銀河の紫外連続光のサイズ (半光度半径) が調べられ [48; 19; 53]、銀河のサイズは紫外光度が暗いほど小さいというサイズ-光度関係が存在することが分かった。また、同程度の紫外光度を持つ銀河を比べると、高赤方偏移ほどサイズは平均して小さくなることも分かった。$M_{UV} \simeq -19$ mag の暗い $z \sim 7$–8 銀河の平均的なサイズは 300–400 pc 程度しかなく、これは近傍の巨大分子雲複合体と同程度の大きさである。

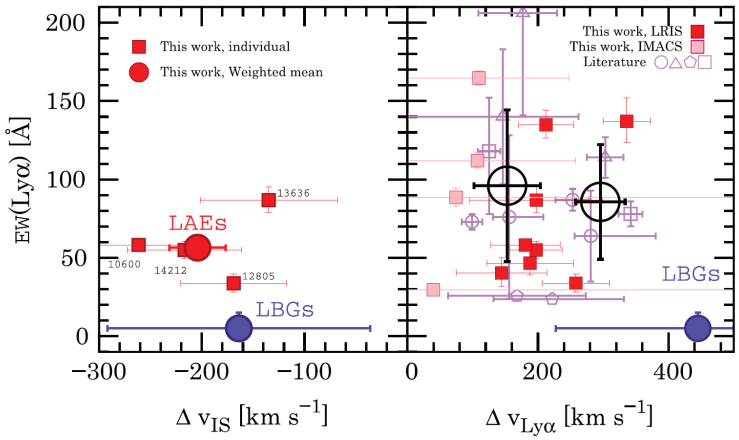


図 3.27: 赤方偏移 $z \sim 2$ LAE と LBG の Lyα 輝線等価幅と、(左) システム速度に対する星間吸収線の速度差、または、(右)Lyα 吸収線の速度差の関係 [69](掲載許可取得済み)。

2020 年代の観測においては、JWST/NIRCAM(解像度 $\sim 0''.08$, $z \sim 8$ で 400 pc）を用いることで、$z \sim 7$–8 銀河のサイズをより高い精度で測ることが可能になる。さらに TMT/IRMS や IRIS(解像度 $\sim 0''.01$, $z \sim 8$ で ~ 50 pc）を用いて、JWST に比べて約一桁高い解像度で、形態を空間分解して調べることができるようになる。例えば、$M_{UV} \simeq -19$ mag の $z \sim 8$ 銀河であれば、400 pc に広がった diffuse な構造しか持たない場合でも、10 時間積分で $0''.01 \times 0''.01$ あたり 10σ で観測可能である。もしこのような初代銀河がシミュレーションから予想されるような clumpy な disk 構造を持つ場合には、より高い S/N で各 clump の構造を調べることができる。また、高い空間分解能を有する IFU 装置で初代銀河の三次元分光を行なうことで、回転運動が卓越した円盤か、速度分散の卓越したスフェロイドか、運動学的に銀河形態を調べ、銀河形成過程への強い制限を与えることができる。このような観測を行なうことで、高赤方偏移銀河のサイズや形態をシミュレーションと比較する研究が進んで行くと考えられる。

銀河の星形成活動の帰結として起こる速度約 200 km s^{-1} のガスアウトフロー現象は、星形成活動を抑制する負のフィードバックを引き起こす一方、Lyα 光子や電離光子の脱出率に影響を与え、その測定は重要な意義を持つ。赤方偏移 $z \sim 2$ の LAE や LBG について、静止系可視の星雲輝線に対する Lyα 輝線や紫外線金属吸収線との速度差が測定され、Lyα 光子の脱出率とアウトフローや星間媒質 (ISM) の H I 柱密度の影響が解明されつつある [図 3.27; 69]。このような測定をより遠方の、再電離期の若い銀河について行なうことが期待される。その際、システム速度の指標に静止系紫外線の星雲輝線である C III]1909 輝線 [71] を利用すれば静止系紫外線の分光だけで議論を行なうことができ大変有用であろう。

化学進化

銀河の星形成の帰結として金属汚染が起こる。赤方偏移 $z = 0 - 3$ の観測により、銀河の星質量–金属量関係や、星質量–星形成率–金属量関係 (fundamental mass–metallicity relation; FMZ 関係) とその進化が得られている。さらに初期宇宙の銀河を調べることで FMZ 関係の発現時期と起源に迫ることができる。恒星の IMF や金属元素イールドへの制限ともなり重要である。光度関数測定のための広視野撮像探査により検出された高赤方偏移銀河に対し、分光フォローアップにより複数の金属輝線を検出し、その輝線比から金属量を推定する。ただし、近傍銀河で校正された輝線比–金属量関係を遠方銀河にそのまま適用できるかは議論の余地がある [75; 46]。図 3.28 は赤方偏移 $z = 7 - 10$ の星形成銀河からの金属輝線フラックスの予想値を示している。JWST/NIRSPEC や TMT/IRMS により、静止系紫外線で 28AB 等級程度の銀河の輝線を検出することが可能である。同時に、静止系可視を含む測光 SED データから種族合成モデルを介して恒星質量および星形成率を得る。赤方偏移 $z > 4$ の静止系可視域の測光には観測波長 2 ミクロン以上の撮像が必要となり、WISH あるいは JWST が必要となる。

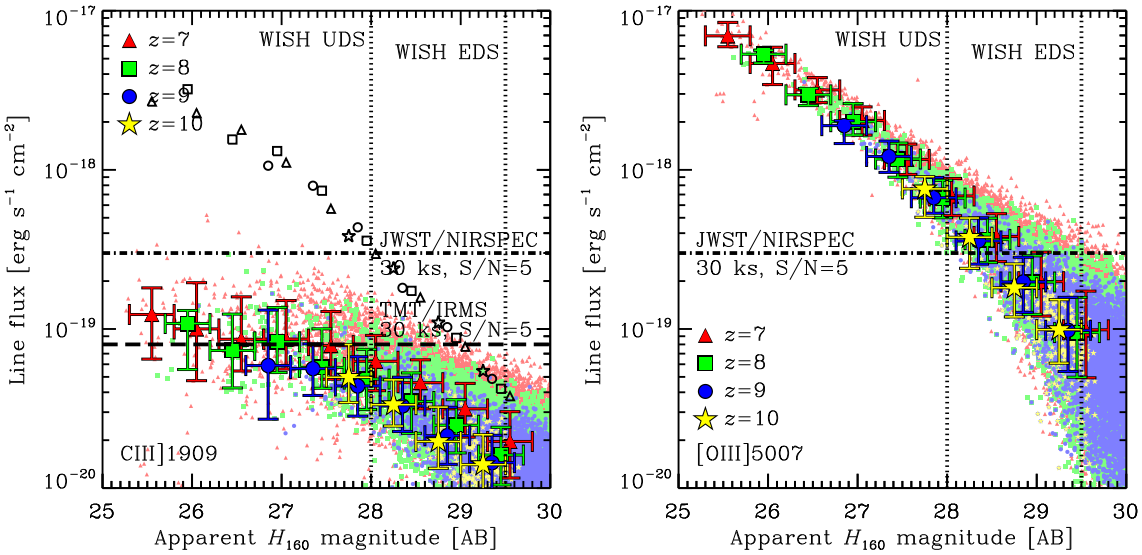


図 3.28: 赤方偏移 $z = 7 - 10$ の LBG の予想される輝線フラックス。(左) CIII]1909 輝線。(右) [OIII]5007 輝線。ダストによる減光効果を含めた予想だが、左図白抜きシンボルについてはダスト減光が無い場合の結果。TMT と JWST、WISH の検出限界を線で示す。点源を仮定した値であるため、実際の銀河に対する検出限界はこれより浅くなる可能性がある。特に、高い空間分解能により銀河を空間分解してしまう TMT ではこの影響が大きい。

高い空間分解能を持つ IFU 装置による金属輝線の観測では、金属汚染の空間分布も調べることができる。銀河の ISM での金属元素汚染の一様・非一様性は星間乱流や物質循環過程への直接的な制限となり大変興味深い。

また、GRB 残光の分光観測では、GRB が存在する環境（母銀河、巨大ガス雲）の重元素と、GRB 自体によって撒き散らされた重元素はドップラー幅が異なるために、分光観測で明確に分離できる。GRB スペクトルには母銀河に付随する重元素 (C、O、S、Mg など) による狭い吸収線がよく見られるが、その量の変化を赤方偏移の関数として調べることで、元素組成の遍歴を知ることができる。さらに、真の第一世代星が爆発したならば、周囲には重元素は無いと考えられるため、このような狭い吸収線が観測されることは無く、種族 III GRB であるかを判定するための指標ともなり得る。

重元素とともにそれらが凝縮した固体微粒子ダストは ISM の化学・熱力学状態に多大な影響を与える。また、恒星放射を減光することで観測的な影響も大きい。ダストの熱放射を静止系遠赤外線で観測することでその質量を推定できる。遠方銀河のダスト熱放射の観測は Spitzer、「あかり」、Herschel で進展があったものの、赤方偏移 $z > 7$ の初期宇宙では ALMA の稼働を待つ必要があった。また 2020 年代には SPICA の貢献も期待される。一方、ダスト減光曲線の時間進化が理論的に予想されている [1]。初期宇宙の若い銀河における減光曲線を観測的に導出し、理論と比較することは興味深い。特に若い銀河は星形成史が単純であると期待され、ダスト減光と星形成史および恒星金属量の縮退が弱い可能性がある。静止系紫外線から可視に至る多波長測光 SED が必須となるが、赤方偏移 $z > 5$ の可視光は観測波長 3 ミクロン以上となり WISH あるいは JWST が必要となる。また、広い波長範囲をカバーする分光データも有用である。遠方宇宙でこのような観測を実現できる装置は JWST である。

SMBH の生成と進化

現在の宇宙においては、ほとんどの銀河中心に SMBH が存在すると考えられており、その質量と銀河バルジの速度分散の間に強い相関（いわゆる $M_{BH} - \sigma$ 関係）があることが知られている。この関係は、銀河と SMBH の成長に密接な関係があることを示唆している。初期宇宙における SMBH を観測することができれば、BH の

生成と、その質量獲得史に強い制限を加えることができる。

驚くべきことに $z \sim 7$ という高赤方偏移宇宙においても $10^9 M_\odot$ の質量を持つ SMBH が発見されている [45]。実際に宇宙論的なシミュレーションにおいて非常に稀な high-sigma peak においては、そのような SMBH を形成することが可能かもしれないことも示されている [42]。しかし、通常種族 III 星から生成される初代 BH は、精々$100 M_\odot$ 程度 [例えば, 22; 26; 77] と考えられており、そのような低質量の種 BH からスタートして、$z \sim 7$ までに $10^9 M_\odot$ の SMBH に急速成長させるのは非常に難しい。それは、クエーサーの個数密度の観測研究から寿命が 10^7 yr 程度だと見積もられていて、その短い成長時間内に Eddington 降着を繰り返すだけでは SMBH の質量になかなか到達できないからである。　そこで最近、$10^8 M_\odot$ 程度の DMH の中で直接ガス球が $10^5 M_\odot$ 程度の中間質量 BH に崩壊し、それが種 BH になるという “Direct Collapse (DC) ”シナリオが盛んに研究されるようになってきた [例えば, 11; 2; 70; 61; 67; 66; 35; 12]。そのような DMH では、近傍の星形成領域からの紫外線場が水素分子の形成を阻害し、10^4 K のままでガスが等温的に崩壊して種 BH を生成すると考えられている。

では、 このような初代銀河に含まれるであろう初代 BH は次世代望遠鏡で観測可能だろうか。　Johnson et al.　[35] は宇宙論的シミュレーションに降着円盤の輻射モデルを組み合わせ、生成されたばかりの DCBH($\sim 5 \times 10^4 M_\odot$) からの輻射特性を計算した。そして、$z < 10$ において DCBH からの He II (1640Å) 輝線が JWST/NIRSpec による 100 時間積分で 3σ (10^{-19} erg s^{-1} cm^{-2}) で観測されると見積もった。しかしこの明るさは BH への質量降着率に比例するため変動が大きく、短期間 ($\ll 10^5$ yr) しか継続しない可能性が強い。また、輝線を放射するガスと銀河間ガスの速度差が十分大きければ、Lyα 輝線も散乱・吸収されずに He II よりも高い S/N で観測可能となるかもしれない。また, このような点源の観測については、TMT/IRMS や IRIS の AO 観測が特に威力を発揮し、H バンドで 10^{-19} erg s^{-1}cm^{-2} の輝線であれば、7 時間積分で 10σ で検出が可能である。

3.4.5　再電離

§3.4.2 で述べたように、再電離に関する課題は大きく分けて 2 つある。一つは再電離史であり、もう一つは再電離源である。これらを以下の 2 節で詳述する。

再電離史

再電離過程を理解する上で重要な量として、IGM の平均の H I 比率を意味する中性度 $x_{\rm HI}$ があげられる。これまで $z \sim 6-7$ といった高赤方偏移にある天体の観測から、当時の $x_{\rm HI}$ が推定されてきた（図 3.29 の左上下パネル)。クエーサーのスペクトルを用いて見積もられた Lyα 光子に対する光学的厚みから、$z \sim 6$ では $x_{\rm HI} \sim 10^{-4}$ という結果が得られている [16]。また、GRB やクエーサーのスペクトルに見られる Lyα 吸収線の減衰翼プロファイルを用いる方法から $z = 6-7$ における $x_{\rm HI}$ に制限が得られている [79; 45; 80]。銀河の Lyα 輝線に対する吸収量から $x_{\rm HI}$ を見積もった結果もある。ひとつは、銀河の Lyα 光度関数の進化をもとにした結果である [38; 55; 39; 41]。また、星形成銀河の中で強い Lyα 輝線を放射するものの割合を用いた結果もある [57; 52; 65; 82; 58; 64]。これらの手法から $z \sim 6-7$ での $x_{\rm HI}$ に制限が得られており、$z = 7.3$ では $x_{\rm HI} \simeq 0.3-0.8$ と見積もられている [41]。

一方で、WMAP や Planck による CMB の偏光観測から、再電離で生じた自由電子によるトムソン散乱の光学的厚み $\tau_{\rm e}$ が見積もられている [25; 59]。しかし最近、CMB 観測から見積もられた $\tau_{\rm e}$ の値が $x_{\rm HI}$ の観測結果から示唆される値に比べて大きい可能性が指摘された（図 3.29 右図)。近い将来、CMBPol など新しい衛星により、CMB 観測から見積もられる $\tau_{\rm e}$ の精度はファクター 2 程度向上することが期待されている [89]。それに対して、$x_{\rm HI}$ の観測結果はこれまでのところ $z < 7.3$ に限られており、より高赤方偏移については外挿するしかなく不定性が大きいのが現状である。

GRB を用いて $z > 7.3$ における $x_{\rm HI}$ を得ることを考える。GRB の残光は 1 日程度の時間スケールではあるが、クエーサー以上に明るいため、銀河間水素の電離状態を測定できて有利である。さらに、GRB の連続光は

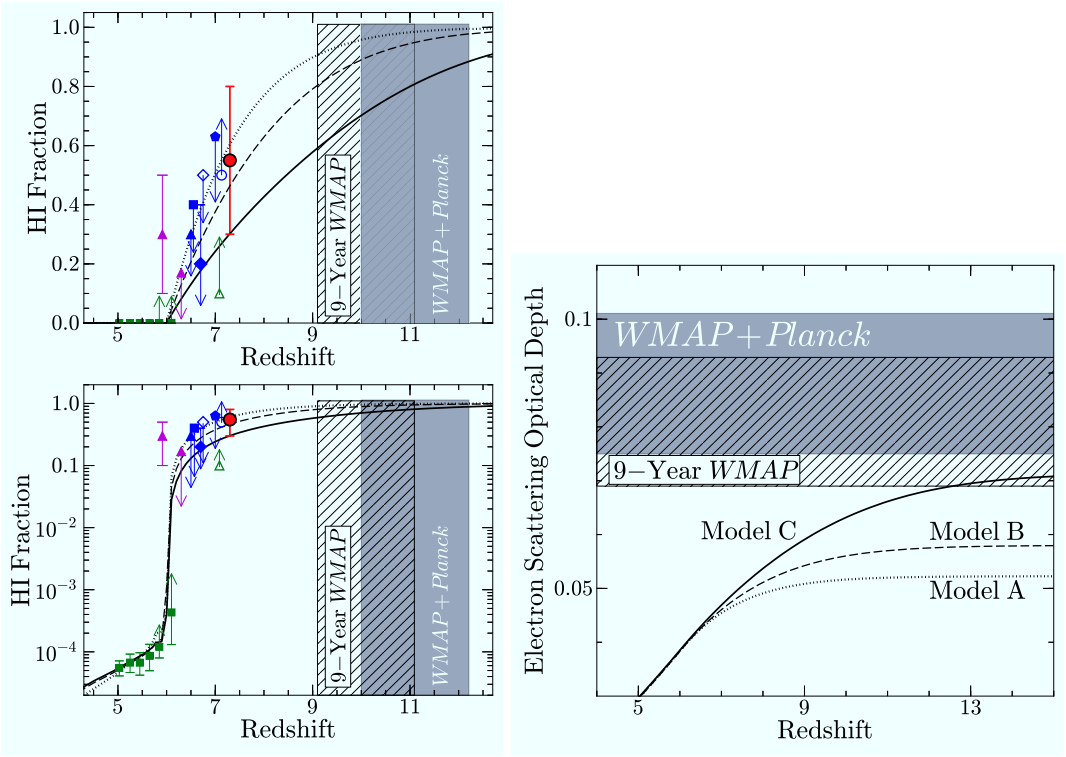


図 3.29: 左上：IGM の中性度の進化。赤丸と青で塗りつぶした印は、Lyα 光度関数の進化から見積もられた結果を表す。白抜きの青印は、Lyα 輝線銀河のクラスタリングと、強い Lyα 輝線を放射する銀河の割合をもとにした結果である。マゼンタと緑色の印は、それぞれ GRB とクエーサーのスペクトルに見られる Lyα 減衰翼から見積もられた結果である。斜線で囲っている領域と灰色の領域はそれぞれ、9-year WMAP の結果と WMAP+Planck の結果に基づき、再電離が一瞬で起きると仮定した場合の 1σ 範囲を表している。実線や破線、点線で示しているのは、semi-analytic なモデル [13] から予言される $x_{\rm HI}$ の進化である。左下：左上の図と同じであるが、縦軸を対数スケールで示している。右：トムソン散乱の光学的厚みを赤方偏移の関数として表したもの。図の凡例は左上下パネルと同じである。Konno et al. [41] より転載 (掲載許可取得済み)。

シンクロトロン放射によるため、スペクトルの形状が単純で、Lyα 吸収端の構造を測定する際の不定性が少ないという点もメリットである。また、突発天体であるため自らの放射で周囲を電離してしまう効果が小さい点や、矮小銀河に付随するものが多いため、クエーサーのように十分に進化した銀河を用いる手法と比べてバイアスの少ない探査が可能となる点も優れている。一方で銀河を使った探査より GRB の個数は 2 桁以上小さいため、現状の探査では小サンプルによる統計誤差と cosmic variance による系統誤差の影響を受けることが理論研究から指摘されており、検出個数を上げることが重要となる。$z > 7$ において GRB は 1 年あたりに約 10 個 str^{-1} 発生すると予想されている。それほど遠方の GRB は赤方偏移の影響により 10 keV 以下の軟 X 線帯で観測することが重要である。今後、軟 X 線で感度の良いガンマ線衛星が稼働すれば、$z > 7$ GRB をより発見しやすくなると期待される [86]。また §3.4.3 において、TMT や JWST で赤方偏移を同定するだけならば、約 1 日後からの追観測で十分であることを述べたが、再電離について調べるためにはより統計精度の高い分光データを取得する必要がある。再電離史を解明するためには、$x_{\rm HI}$ を 10%の精度で見積もりたい。例えば、Lyα 吸収端が Y バンド帯にある GRB を、GRB 130606A [80] と同じく 9.3 時間後から観測する場合を考える。見かけの明るさも同じと仮定する。このとき、光子統計から換算すると、TMT/IRMS で約 10^3 秒積分することで、$x_{\rm HI}$ を 10% 程度の精度で見積もることができると考えられる。さらに、GRB 発生から 15 分後（0.01 日後）から観測を開始すれば 100 倍程度明るい状態で観測できるため、より高い精度で $x_{\rm HI}$ を見積もることができるだろう。したがって、TMT での ToO 観測を発動する基準を明確化しておき、リアルタイムに更新される中型望

遠鏡での観測結果を総合的に判断した上で迅速に ToO 観測を実施できる体制を整えることが重要である。

$z > 7.3$ での $x_{\rm HI}$ を見積もるのにクエーサーの観測も有用である。2020 年代には、広視野近赤外宇宙望遠鏡を用いた探査により、$z > 7$ にあるクエーサーが多数発見される見込みである。たとえば 1000 平方度に渡る探査から、連続光で 24 等級よりも明るいクエーサーが $z \sim 8$ 前後から $z \sim 10$ までの間に数 10 天体程度見つかると期待されている（表 3.1 参照）。これらを TMT/IRMS などで分光することで、Lyα 吸収線の減衰翼を用いる方法などから $x_{\rm HI}$ に制限を付けられるだろう。

銀河の Lyα 輝線を用いた手法については、現在進行中のすばる/HSC による深宇宙探査などにより、今後さらに統計誤差を大きく減少させることができると期待される。ただ、これまでの光度関数を使った手法では、$x_{\rm HI}$ を過大評価してしまう可能性が指摘されている。過大評価を引き起こす原因のひとつは、銀河の静止系に対する Lyα 輝線の速度差 $\Delta v_{{\rm Ly}\alpha}$ である。Lyα 輝線に対する H I の吸収を考える際、それらの間の速度差を考慮する必要がある。Lyα 光度関数の進化から $x_{\rm HI}$ を見積もった過去の研究の多くは、$z \sim 2-3$ にある星形成銀河での $\Delta v_{{\rm Ly}\alpha}$ の観測結果を参照していた [68; 74]。しかし最近、Lyα 輝線の強い銀河では、一般的な星形成銀河と比べて $\Delta v_{{\rm Ly}\alpha}$ が小さいことが分かってきたため、$x_{\rm HI}$ の見積もりに影響を与えることが指摘されている [21; 72]。また、$x_{\rm HI}$ の過大評価を引き起こす原因として、$f_{\rm esc}$ が高赤方偏移ほど高い可能性も理論研究から指摘されている [14]。高赤方偏移ほど電離光子が銀河外へと抜け出る割合が高くなるため、再結合線である Lyα 輝線が弱くなっているのではないか、ということである。ただ、Dijkstra et al. [14] の議論では、電離光子だけでなく Lyα 光子の離脱率 $f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ の時間変化が入っていない。電離光子とともに Lyα 光子も銀河外へと抜け出やすくなっているのであれば、それらの効果は相殺するかもしれない。近傍から $z \sim 2-3$ にかけて観測された銀河の [O III]/[O II] 輝線比を系統的に調べた研究から、近傍銀河と比べて高赤方偏移銀河では電離パラメータが高いことが報告された [46]。このことから、高赤方偏移にある銀河では、星形成領域が density-bounded になっている可能性や、星形成領域の遮蔽率（covering fraction）が小さい可能性がある。そのような銀河では $f_{\rm esc}$ や $f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ が高いと考えられる。実際、数は少ないものの $z \sim 6-7$ 銀河から強い C III]λ1909 輝線が検出されており、再電離期にある銀河も似た状態であることが示唆されている [71]。ただ、検出個数が限られていることもあり、まだ結論に至っていないのが現状である。再電離期にある銀河でも電離パラメータが高い状態であるとすると、$x_{\rm HI}$ の見積もりでは当時の銀河の $f_{\rm esc}$ や $f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ を採用する必要があるだろう。

以上のような GRB、クエーサー、銀河のスペクトルに見られる Lyα 減衰翼吸収を用いる手法には共通した課題があるかもしれない。IGM に存在する clumpy な H I が存在することで $x_{\rm HI}$ を過大評価してしまう効果である。クエーサーや GRB も包含する銀河が形成されるような領域は、宇宙の平均と比べて密度の高い領域であり、それらの周囲には高密度のガス雲が存在している可能性がある。密度の高いガス雲での再結合時間は宇宙の平均と比べて短いため、ガス雲の電離度は低いだろう。そのため、視線方向にそのようなガス雲が重なってしまうと、見かけ上の $x_{\rm HI}$ は宇宙の平均での値と比べて系統的に高くなってしまうと考えられる [4]。理論的には、宇宙論的流体シミュレーションの結果から、$f_{\rm esc}$ がダークハロー質量とともに減少することが予言されており [60; 85]、ダークハロー質量によって銀河周辺のガス分布の clumpiness が異なることが示唆されている。今後、シミュレーションの解像度をさらに上げて、より信頼性の高い結果をもとに検証していく必要がある。

以上のように、$x_{\rm HI}$ の見積もりにはいくつかの系統誤差の要因が指摘されている。したがって今後、より高赤方偏移での GRB やクエーサー、銀河の観測結果を増やすだけでなく、このような系統誤差についても丁寧に評価する必要があるだろう。再電離期にある銀河の $\Delta v_{{\rm Ly}\alpha}$ については、銀河の星形成領域からの星雲輝線と Lyα 輝線の速度差を調べればよい [21; 72]。図 3.28 からわかるように、JWST/NIRSpec や TMT/IRMS を用いれば、$z = 7-10$ にある 28AB 等級程度までの星形成銀河からの C III]λ1909 輝線や [O III]λ5007 輝線が検出可能である。これらに Lyα 輝線の分光結果を組み合わせれば $\Delta v_{{\rm Ly}\alpha}$ を求められる。ただ、再電離の完了していない時代では、Lyα は IGM 中の H I によって吸収されてしまう。そのため、高赤方偏移ほど Lyα 輝線の観測は難しくなると予測される。

$f_{\rm esc}$ については、$z = 3-4$ にある星形成銀河の電離光子直接観測から見積もられている [31]。今後、すばる/HSC の探査により電離光子を放射する銀河は 100 個以上発見されると見込まれており、銀河の諸性質と $f_{\rm esc}$ の関係が議論できるようになるだろう。一方 $z > 5$ では、銀河間空間にわずかに残された H I ガスによる吸収で、銀河からの電離光子を直接検出するのはほとんど不可能である [27]。そこで何らかの間接的手法が必要で

ある。$f_{\rm esc}$ が ISM の H I ガスの遮蔽率で決定されると仮定すると、静止系 Lyα より長波長側の星間金属吸収線の残余から間接的に $f_{\rm esc}$ を推定できる [23]。この手法の有効性は、最近 $z = 0.2$ のスターバースト銀河の電離光子直接検出との比較から確かめられた [5]。HSC で得られる $z = 3 - 4$ の電離光子放射銀河についてもこの手法を適用し、高赤方偏移宇宙でも有効であることを確かめる必要がある。そのためには、吸収線の残余を $\sim 10\%$ の精度で測定する必要があり、連続光で S/N ~ 30 の検出が要求される。電離光子放射銀河は暗く（紫外連続光で $\sim 25 - 26$AB 等級）、TMT による分光の後、100 個程度のスタック解析が必要であろう。この手法の有効性が確かめられれば、再電離期 $z > 6$ の銀河についても 100 個以上の銀河の TMT スペクトルのスタック解析により $f_{\rm esc}$ の推定を行うことができる。あるいはすばる/PFS で ~ 1000 個のスペクトルのスタックでも実現できる可能性がある。また、数は限られるが、重力レンズで増光された銀河の個別スペクトルでもこの手法を利用して $f_{\rm esc}$ を測定できる [36]。吸収線を利用する方法以外に、銀河の静止系紫外から可視に渡る SED を用いる手法もある。観測された銀河の SED を、星の種族合成モデルに星形成領域からの星雲放射を含めた銀河の SED モデルと比較することで、$f_{\rm esc}$ を間接的に見積もるという手法である [51; 87]。JWST/NIRCam や JWSR/MIRI、WISH などの観測結果を用いれば、この手法により再電離期にある銀河の $f_{\rm esc}$ を見積もることができると期待される。

次に Lyα 光子の脱出率について考える。再電離期にある銀河の $f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ を見積もることは、$x_{\rm HI}$ と縮退してしまうため困難である。再電離後の時代であれば、実際に観測される Lyα 光度と、銀河でそもそも生じる Lyα 光度との比を取ることで、$f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ を推定することができる。銀河でそもそも生じる Lyα 光度は、ダスト吸収補正をした UV 光度や Hα 光度などから見積もる。JWST/NIRSpec であれば $z \sim 6.5$ まで Hα 輝線と Hβ 輝線を観測可能である。これにより、ダスト吸収補正をしたそもそもの Lyα 光度が求められ、観測された Lyα 輝線との比を取ることで $f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ が求まる。このようにして、再電離後の時代 ($z < 6$) で $f_{\rm esc}^{{\rm Ly}\alpha}$ の赤方偏移進化を求めておき、それを再電離期にまで外挿するというのがひとつの方法であろう。

再電離源

上で述べたように、これまでの研究により、$z \sim 6$ から 7 に向けて $x_{\rm HI}$ が増加する傾向があることがわかってきた。しかし、何が再電離を引き起こしたか、という基本的な問いの答えはまだ得られていない。再電離源の有力な候補として星形成銀河が挙げられる。星形成銀河からの電離光子密度は、紫外光度密度 $\rho_{\rm UV}(z)$ をもとに見積もることができる。そして、それによる電離と再結合のバランスを考えることで、$x_{\rm HI}$ の進化および $\tau_{\rm e}$ の値を計算することができる [43; 62]。ただしそこでは、銀河の紫外光度関数の形に加えて、$\rho_{\rm UV}(z)$ の時間変化の関数形や $f_{\rm esc}$、銀河の紫外光度と電離光子生成率の間の変換係数 $\xi_{\rm ion}$、一様な宇宙での値と比べた再結合率の増加分を表す clumping factor $C_{\rm HII} \equiv \langle n_{\rm HII}^2 \rangle / \langle n_{\rm HII} \rangle^2$ などを決める必要がある。ここで、$n_{\rm HII}$ は電離水素の局所的な個数密度であり、ブラケットは空間平均であることを表す。Ishigaki et al. [29] は、観測から得られた $z \sim 4 - 10$ での $\rho_{\rm UV}(z)$ と CMB 観測による $\tau_{\rm e}$ に対して、上記のパラメータを振って χ^2 フィッティングを行い、観測結果をよく説明できるようなパラメータの組み合わせを探した。しかし、$\rho_{\rm UV}(z)$ と $\tau_{\rm e}$ を同時に説明することは容易ではないことがわかった。$\rho_{\rm UV}(z)$ をよく再現するような場合では、$\tau_{\rm e}$ の値が CMB の観測結果と比べて小さくなりすぎてしまうのである。ただ、その議論にはさまざまな系統的不定性が残されている。

ひとつは $\rho_{\rm UV}(z)$ の不定性である。HST などによる深宇宙探査データから、$z \sim 4 - 8$ 銀河は各赤方偏移で少なくとも 200 個の候補天体が見つかっている。しかし、それより高赤方偏移では、紫外光度関数がさらに減少してしまうために、発見された候補天体は著しく少ない。また、$z \sim 12$ を越えると銀河の Lyα ブレークが $1.6\,\mu$m より長波長側へ赤方偏移してしまうため、既存の観測装置で銀河を見つけることは困難である。このため、$z > 9$ での銀河の紫外光度関数はよく分かっていない。また、$z \sim 4 - 8$ においても、紫外光度関数は絶対等級で -16 から -17 等級程度の暗さまでしか求められていない [9]。$\rho_{\rm UV}(z)$ を見積もる際、多くの研究では紫外光度関数を観測限界より暗い等級まで外挿している。しかし、理論的な研究から、低質量のダークハローでは紫外背景光や超新星爆発といった星形成を抑制するフィードバック過程が有効にはたらくという示唆がある。このため、紫外光度関数はある暗さから形を大きく変える可能性がある [33; 10]。最近、近傍宇宙での観

測的研究からも、低質量の天体で再電離期に星形成が抑制されたことを示唆する結果が得られており [3; 84]、多くの研究で行われている紫外光度関数の暗い側への外挿が正しいのかどうかは自明ではない。

また、上述の通り $f_{\rm esc}$ が得られていないことは課題である。その上、~ 1500Å の紫外光度と電離光子生成率の間の変換係数 $\xi_{\rm ion}$ の不定性もある。$\xi_{\rm ion}$ は、$\rho_{\rm UV}(z)$ を電離光子数密度に換算するための変換係数であり、星の種族や金属量、ダスト吸収量、IMF といったさまざまな物理パラメータに依存している。銀河の紫外連続光の傾きが高赤方偏移ほど平均して青くなることから [8]、$\xi_{\rm ion}$ は時間変化していることが示唆される。さらに、より高赤方偏移の宇宙では、種族 III 星のように効率良く電離光子を生成できる星の割合が増えると予測されることからも、$\xi_{\rm ion}$ は一定ではないと考えられる。

$C_{\rm HII}$ についてもよく分かっていない。宇宙論的流体シミュレーションを使った理論的な研究から、再電離期における IGM では $C_{\rm HII} \sim 3$ という結果が得られている [56; 17]。その値は、電離後の $\sim 10^4$ K に相当する熱的圧力と重力とのつり合いで決まると考えられるが、物理的理由は定量的に示されていない。また、シミュレーションの解像度による依存性も詳細には調べられておらず、X 線源によるさらなるガスの電離によって $C_{\rm HII}$ の値は少し下がることも考えられている [34]。

以上のように、銀河の紫外光度関数の観測結果から再電離を議論する上で、いくつかの不定性が残されている。それらのうち、$\rho_{\rm UV}(z)$ については、2020 年代では JWST や WISH、WFIRST を用いた探査により大きく進展することが期待されている。図 3.26 からわかるように、紫外光度関数を求めて $\rho_{\rm UV}(z)$ を精度良く見積もるためには、JWST と WISH、WFIRST を組み合わせる必要がある。なお、$f_{\rm esc}$ については上で述べたように、銀河の紫外スペクトルに見られる吸収線を用いる手法や、銀河の SED を用いる手法から、間接的に制限を付けることは可能である。また、$\xi_{\rm ion}$ についても、観測された銀河の SED と星の種族合成モデルとの比較からおおよその値を得ることは可能だろう。

上記の議論では再電離源の候補として星形成銀河を考えていたが、低光度 AGN が電離光子源として寄与した可能性も指摘されている。再電離期における低光度 AGN の存在は、たとえば BPT ダイアグラムにより調べることができる。JWST/NIRSpec を用いれば、$z \simeq 6.5$ までは [N II]6583 輝線まですべて観測可能であるから、$z < 6.5$ 銀河における AGN の寄与は BPT ダイアグラムを用いて調べることができる。また、$z \sim 8$ までに限られるものの、JWST/NIRSpec や TMT/IRMS により紫外スペクトルを取得し、C IV/C III] 輝線比をもとに AGN の寄与の大きさも見積るべきだろう。さらに、IGM 中の H I の空間分布をもとに、主な再電離源が銀河か AGN かを見分けることができるかもしれない。AGN が主な再電離源となった場合、星形成銀河のみの場合と比べてスペクトルが硬いため、電離光子の平均自由行程は長い。したがって、AGN が主な再電離源である場合、銀河の場合と比べて再電離の進み方は空間的により一様になると推測される。これを調べるために、SKA などの 21 cm 輝線の観測によって H I の空間分布を得ることも重要であろう。

3.4.6　必要な将来装置

以上のように、初代星、初代銀河から宇宙再電離に至る課題の多くは 2020 年代の光赤外線装置でアプローチできる。具体的なテーマと必要な装置（および手法）を表 3.4 にまとめる。

3.4.7　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
井上昭雄	大阪産業大学	§ 3.4.4
大内正己	東京大学	§ 3.4.2
小野宜昭	東京大学	§ 3.4.5
長峯健太郎	大阪大学	§ 3.4.4
松田有一	国立天文台	§ 3.4.3
米徳大輔	金沢大学	§ 3.4.3

表 3.4: 具体的テーマと必要な将来装置の関係

テーマ	望遠鏡	装置 (観測及び解析法)
	初代星 (§3.4.3)	
種族 III 星団の検出	2 m 級宇宙	広視野近赤外線撮像
	6 m 級宇宙/30m 級地上	近赤外線分光
初代星の終焉 (GRB)	4 − 30 m 級地上／ 6 m 級宇宙	装置連携による ToO 追観測
	GRB 専用宇宙望遠鏡	X 線観測 + 近赤外線分光
初代星の終焉 (超新星)	8m 級地上	超広視野可視光撮像
初代星の終焉 (PISNe)	8m 級地上	超広視野可視光撮像
	初代銀河 (§3.4.4)	
初代銀河の進化 (光度関数)	8 m 級地上／ 2 − 6 m 級宇宙	超広視野可視光近赤外線撮像
運動学的銀河形態の理解	30 m 級地上／ 6 m 級宇宙	近赤外線 3 次元分光
宇宙最初のダストとその進化	地上大型電波干渉計	サブミリ波検出
	3 m 級宇宙	中間遠赤外線撮像
	再電離 (§3.4.5)	
再電離史 (GRB の中性度の推定)	4 − 30 m 級地上望遠鏡	可視光近赤外撮像分光装置
再電離史 (QSO の中性度の推定)	2 m 級宇宙	広視野近赤外線撮像
	30 m 級地上	近赤外線分光
再電離史 (Lyα 速度差測定)	30 m 級地上／ 6 m 級宇宙	近赤外線分光
電離源 (統計による電離光子脱出率)	8 m 級地上	可視光分光
電離源 (個別検出による電離光子脱出率)	30 m 級地上/6 m 級宇宙	可視光近赤外線分光
電離源 (電離光子生成率)	6m 級宇宙	近中間赤外線撮像
電離源 (低光度 AGN)	6m 級宇宙	近赤外線分光

参考文献

[1] Asano, R. S., et al. 2014, MNRAS, 440, 134
[2] Begelman, M. C., et al. 2006, MNRAS, 370, 289
[3] Benitez-Llambay, A., et al. 2015, MNRAS, 450, 4207
[4] Bolton, J. S., & Haehnelt, M. G. 2013, MNRAS, 429, 1695
[5] Borthakur, S., et al. 2014, Science, 346, 216
[6] Bouwens, R. J., et al. 2010, ApJL, 709, 133
[7] Bouwens, R. J., et al. 2011, ApJ, 737, 90
[8] Bouwens, R. J., et al. 2014, ApJ, 793, 115
[9] Bouwens, R. J., et al. 2015, ApJ, 803, 34
[10] Boylan-Kolchin, M., et al. 2014, MNRAS, 443, L44
[11] Bromm, V. and Loeb, A., 2013, ApJ, 596, 34
[12] Choi, J.-H., et al. 2013, ApJ, 774, 149
[13] Choudhury, T. R., et al. 2008, MNRAS, 385, L58
[14] Dijkstra, M., et al. 2014, MNRAS, 440, 3309
[15] Ellis, R. S., et al. 2013, ApJ, 763, 7
[16] Fan, X., et al. 2006, AJ, 132, 117
[17] Finlator, K., et al. 2012, MNRAS, 427, 2464
[18] Genel, S., et al. 2014, MNRAS, 445, 175
[19] Grazian, A., et al. 2012, A&A, 547, A51
[20] Grogin, N. A., et al. 2011, ApJS, 197, 35

[21] Hashimoto, T., et al. 2013, ApJ, 765, 70
[22] Haiman, Z. and Loeb, A., 2001, ApJ, 552, 459
[23] Heckman, T. M., et al. 2001, ApJ, 558, 56
[24] Heger, A., et al., ApJ, 591, 288 (2003)
[25] Hinshaw, G., et al. 2013, ApJS, 208, 19
[26] Hirano, S., et al. 2014, ApJ, 781, 60
[27] Inoue, A. K., & Iwata, I. 2008, MNRAS, 387, 1681
[28] Inoue, A. K., et al. 2005, A&A, 435, 471
[29] Ishigaki, M., et al. 2015, ApJ, 799, 12
[30] Ishigaki, M. 2015, Master's Thesis, The University of Tokyo
[31] Iwata, I., et al. 2009, ApJ, 692, 1287
[32] Jaacks, J., et al. 2012, MNRAS, 420, 1606
[33] Jaacks, J., et al. 2013, ApJ, 766, 94
[34] Jeon, M., et al. 2014, MNRAS, 440, 3778
[35] Johnson, J. L., et al. 2011, MNRAS, 410, 919
[36] Jones, T. A., et al. 2013, ApJ, 779, 52
[37] Kann, D. A., et al. ApJ, 734, 96 (2011)
[38] Kashikawa, N., et al. 2006, ApJ, 648, 7
[39] Kashikawa, N., et al. 2011, ApJ, 734, 119
[40] Koekemoer, A. M., et al. 2013, ApJS, 209, 3
[41] Konno, A., et al. 2014, ApJ, 797, 16
[42] Li, Y., et al. 2007, ApJ, 665, 187
[43] Madau, P., et al. 1999, ApJ, 514, 648
[44] McLure, R. J., et al., 2013, MNRAS, 432, 2696
[45] Mortlock, D. J., et al. 2011, Nature, 474, 616
[46] Nakajima, K., & Ouchi, M. 2014, MNRAS, 442, 900
[47] Night, C., et al. 2006, MNRAS, 366, 705
[48] Oesch, P. A., et al. 2010, ApJL, 709, 160
[49] Oesch, P. A., et al. 2013, ApJ, 773, 750
[50] Omukai, K., & Palla, F. 2003, ApJ, 589, 677-687
[51] Ono, Y., et al. 2010, ApJ, 724, 1524
[52] Ono, Y., et al. 2012, ApJ, 744, 83
[53] Ono, Y., et al. 2013, ApJ, 777, 155
[54] Oser, L., et al. 2012, ApJ, 744, 63
[55] Ouchi, M., et al. 2010, ApJ, 723, 869
[56] Pawlik, A. H., et al. 2009, MNRAS, 394, 1812
[57] Pentericci, L., et al. 2011, ApJ, 743, 132
[58] Pentericci, L., et al. 2014, ApJ, 793, 113
[59] Planck Collaboration, et al. 2014, A&A, 571, A16
[60] Razoumov, A. O., & Sommer-Larsen, J. 2010, ApJ, 710, 1239
[61] Regan, J. A. and Haehnelt, M. G., 2009, MNRAS, 396, 343
[62] Robertson, B. E., et al. 2013, ApJ, 768, 71
[63] Romano-Díaz, E., et al. 2012, ApJL, 738, L19
[64] Schenker, M. A., et al. 2014, ApJ, 795, 20
[65] Schenker, M. A., et al. 2012, ApJ, 744, 179
[66] Schleicher, D. R. G., et al. 2010, ApJL, 712, L69

[67] Shang, C., et al. 2010, MNRAS, 402, 1249
[68] Shapley, A. E., et al. 2003, ApJ, 588, 65
[69] Shibuya, T., et al. 2014, ApJ, 788, 74
[70] Spaans, M., and Silk, J., 2006, ApJ, 652, 902
[71] Stark, D. P., et al. 2014, MNRAS, 445, 3200
[72] Stark, D. P., et al. 2015, MNRAS, 450, 1846
[73] Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Giavalisco, M., Dickinson, M., and Pettini, M. 1999, ApJ, 519, 1
[74] Steidel, C. C., et al. 2010, ApJ, 717, 289
[75] Steidel, C. C., et al. 2014, ApJ, 795, 165
[76] Susa, H., & Umemura, M. 2004, ApJL, 600, 1
[77] Susa, H., et al. 2014, ApJ, 792, 32
[78] Tanvir, N. R., et al. 2009, Nature, 461, 1254
[79] Totani, T., et al. 2006, PASJ, 58, 485
[80] Totani, T., et al. 2014, PASJ, 66, 63
[81] Trenti, M., et al. 2009, ApJ, 700, 1672
[82] Treu, T., et al. 2012, ApJ, 747, 27
[83] Wanderman, D., & Piran, T. 2010, MNRAS, 406, 1944
[84] Weisz, D. R., et al. 2014, ApJ, 789, 148
[85] Yajima, H., et al. 2011, MNRAS, 412, 411
[86] Yonetoku, D., et al., 2014, SPIE, 9144, id. 91442S 12 pp.
[87] Zackrisson, E., et al. 2013, ApJ, 777, 39
[88] Zackrisson, E., et al. 2015, MNRAS, 449, 3057
[89] Zaldarriaga, M., et al. 2008, ArXiv e-prints, arXiv:0811.3918

3.5　銀河進化と構造形成

3.5.1　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

今世紀に入ってからの銀河研究の進展はめざましく、近傍宇宙のみならず遠方宇宙における銀河の多様性、そして多様な銀河の中で成り立つ物理量間の経験則とその時間進化など、「集合体としての銀河」についての理解は大きく進んだと言える。2020 年代には、現存する望遠鏡による大型探査や望遠鏡アップグレードに加え、地上超大口径光赤外望遠鏡の登場、さらには大型赤外線宇宙望遠鏡、ミリ波・サブミリ波望遠鏡による大型サーベイが実現し、これまでにない細かいスケールで遠方銀河を分解し、個別にかつ詳細に調査できるようになると期待される。2020 年代の銀河研究は、以下の 3 つのテーマを基本軸とし、銀河形成理論と比較しながら個々の銀河内部の基本的な物理的・化学的性質を解き明かすという方向が一つの大きな潮流になると考えられる。

1 星形成の物理

銀河で起こる星形成は、宇宙の歴史を司る最も重要な要素の一つである。最近の研究では、$z \sim 3$ までの銀河については多波長での観測によって星形成史の概要がほぼ明らかとなり、星形成率と星質量・金属量などの物理量間の経験則も確立されてきた。しかし個別の銀河が、さまざまな経験則に縛られながら「どのように」星を生成し、またその星形成活動を止めてきたのか。星形成の源となるガスの供給・消費のメカニズムを含め、銀河の星形成活動を支配する根幹の物理的背景は分かっていない。今後は星の原料となる銀河ガスの空間分布や運動、重元素量を多波長の観測によって調べ尽くすことが必要である。これまで観測が困難であった、低温ガスを高分解能で直接捉えることができるサブミリ波帯での観測や、塵に覆われた星形成を高感度で捉える中間〜遠赤外線観測での観測が鍵となる。また、背景光源に対する吸収線から銀河周囲のガスの金属量や物理状態を調べることも必要不可欠で、さらにダークマターハローと銀河の関係から大局的な星形成効率の理解を深めることも同様に重要である。

2 形態獲得の物理

銀河の形態とは銀河の見たまま、ありのままの姿であり、銀河の形態獲得の歴史を明らかにすることは銀河研究の究極のテーマであることは言うまでもない。銀河の形態と星形成活動には密接な関係があることはよく知られているが、なぜそのような関係が構築されるに至ったのだろうか？銀河の形態についての理解を発展させるためには、高い空間解像度での遠方銀河の観測が不可欠であり、たとえば 8 メートル級望遠鏡での広視野補償光学の実現や、スペースからの広視野近赤外線観測によってかつてない規模で高空間解像度の無バイアスな広視野サーベイ観測を行い、統計的サンプルに基づいて銀河の構造を調査すること、そして地上超大口径望遠鏡による面分光観測によって (ガスおよび星の両面から) 銀河一つ一つを分解することで、銀河形態獲得の歴史を解明できる時代に突入すると期待される。

3 構造形成と環境効果の発現

銀河進化への一般的な理解は近年大きく進んだが、銀河団や銀河群といった特殊な環境を遠方宇宙で同定することは難しく、形成期の銀河団銀河の理解は断片的なものにとどまっている。2020 年代には、すばる望遠鏡などによるかつてない規模の広視野撮像・分光サーベイが完遂し、無バイアスに遠方宇宙の高密度環境を見つけ出し、高密度環境下の銀河についても一般フィールドの銀河と同様の観測を行うことで、環境効果発現の物理過程に迫ることができると期待される。また、スペースからの中間〜遠赤外線での広視野測光・分光探査によって塵に埋もれた爆発的星形成銀河の大集団として銀河団の形成現場を直接捉えことができれば、これまで静止系紫外線に頼って垣間みてきた遠方銀河団の真の姿にいよいよ迫ることができるだろう。

これらの基本的なサイエンスの軸に沿って、個々の銀河の詳細な観測研究が進むと期待される一方で、銀河研究につきまとう、さまざまな系統誤差を低減させる努力もいよいよ必要になると考える。たとえば、これまで盲目的に仮定してきた初期質量関数、ダスト減光曲線など、銀河の物理量を大きく見誤る可能性のある系統誤差に目を当てることも 2020 年代における重要な課題ではないだろうか。

3.5.2 今後の方向性

近年の多波長にわたる精力的な観測により、様々な赤方偏移の銀河について星形成率、星質量、形態、金属量、数密度、空間分布などの物理量が調べられ、特に $z \sim 3$ から現在までにどのように銀河が進化してきたかのおおまかな描像が見えてきた。宇宙における平均的な星形成率が $z \sim 2$ の時代をピークに $z \sim 1$ 以降現在に向かって低下してきたことや、$z \sim 1$ あたりで現在の宇宙で見られるハッブル系列がおおよそ出来上がったことが分かっている。また、受動的に進化する銀河（passive 銀河) の占める割合や星形成銀河の星形成率が銀河の質量と赤方偏移に強く依存していることが明らかとなった。暗黒物質 (Dark Matter; DM) ハロー中でガスが冷え銀河が形成されるという理論モデルが、銀河のクラスタリングや重力レンズの観測を通じて検証されたことも大きな成果といえる。

2020 年代ではこれらをさらに発展させ、星形成、形態獲得、更には環境効果の物理を明らかにすることが重要となる。$z > 3$ におけるダストに覆われた星形成や $z > 1$ の銀河の力学構造、DM ハローや DM サブハローの質量の関数としての銀河成長の様子といった、これまでの研究の重要な発展が地上超大型望遠鏡や大口径宇宙望遠鏡によって可能になる一方で、ALMA などによる冷えたガスの直接観測や地上超大型望遠鏡による吸収線マッピングを用いた銀河間物質探査によって、星の材料であるガスの物理状態およびその進化についての新しい描像が得られると期待される。さらに、これまでにない高い感度、高い空間分解能の観測に加えて、観測量から銀河の物理量を推定する際の系統誤差を抑えることができれば、銀河の星形成率、星質量、金属量、形態、環境などの各物理量の間に見られる強い相関関係とその時間進化は何に起因しているのか、といった問題を解き明かすことが可能になる。2020 年代は、銀河進化の全貌を明らかにするとともに、それを引き起こしている物理メカニズムの解明を目指す時代になるだろう。

3.5.3 星形成の物理

星の集合体である銀河の進化を明らかにする上で、銀河の星形成の物理を理解することは、最も基礎的で重要である。 ここではいくつかの観点から星形成、ならびにそれに関連する物理を議論する。

a) 何が星形成を regulate するのか

歴史とバックグランド

宇宙星形成史は、銀河がいつ、どのようにガスを星に変えていったかという歴史であり、重元素生成の歴史、宇宙の電離の歴史にも対応する。星形成史の解明には、赤外線連続光による探査が特に重要である。なぜなら、$1 < z < 3$ で活発な星形成を行っている銀河は、大量のダストを含んでおり、星形成の結果、生まれた大質量星からの紫外光がそのダストに吸収され、赤外線で再放射されるからである (図.3.30; [79])。しかし、$z \sim 4$ を超えるような遠方宇宙には、Herschel による遠赤外線探査も到達することができていない [48]。ダスト SED を用いた $z \sim 4$ 以上の宇宙の星形成史の解明には、ALMA サーベイ [52] や国立天文台・東京大学等が構想している大口径サブミリ波望遠鏡 [59] の実現を待つ必要がある。また、近年では赤外線領域で観測される微細構造線を用いた星形成率の算出も試みられているが [92; 118; 55; 77]、これを遠方宇宙で適用するには赤外線宇宙望遠鏡が必要不可欠であろう。

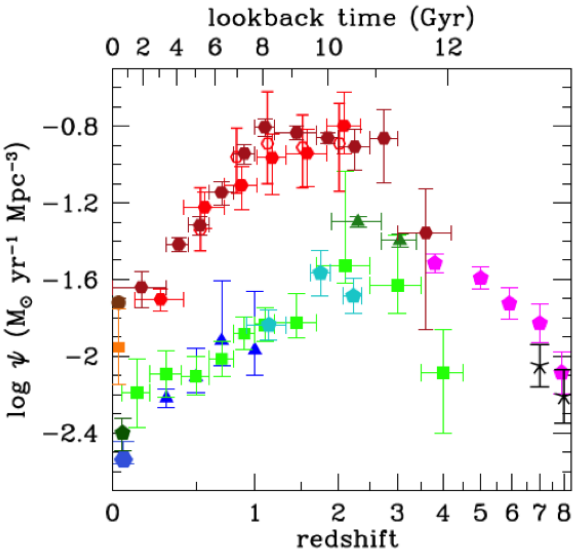


図 3.30: 紫外線 (青、緑、紫) と遠赤外線 (赤、茶) の観測から推定される星形成率密度の赤方偏移進化 [79](掲載許可取得済み)。

宇宙の大半の星形成史を担う星形成銀河とはどのようなものであり、それらの銀河はどのように星形成を行っているのであろうか？近年の研究により、少なくとも $z \sim 6$ までの宇宙では、星形成銀河の大部分は、星形成率と星質量に強い相関を示すことがわかってきた (例えば [136; 104; 108])。しかし、これらの銀河がどのようにして星形成率–星質量の相関を維持しているのか、そのメカニズムはまだ解明されていない。一方、割合としては小さいが、銀河衝突・相互作用のような何らかの突発的なイベントに刺激されて爆発的な星形成を示す種族もある。これらを統一的に理解する必要があるだろう。

星形成モード

何が星形成を regulate するかという疑問は、近年明らかになってきた星形成銀河に存在する 2 つの “モード” の起源をさぐるうえで、特に注目を浴びている。図 3.31 は、横軸を星質量、縦軸を星形成率としたときの $z \sim 2$ の星形成銀河の分布である。この相関関係上にのる銀河は、主系列星形成銀河と呼ばれ、相関関係の分散が小さいこと、また、相関関係の勾配 p ($SFR \propto M_*^p$) にほとんど進化がほとんど見られないことから、力学的時間より十分長い時間スケールで似通った星形成史に基づいて星形成活動を行うことがわかっている。

一方で、この主系列よりも sSFR (=SFR/M_*, 単位星質量当たりの星形成率を示す比星形成率) が高いものも明らかに認められる。これらは、星形成銀河の主系列に対して、爆発的星形成 (burst) モードと呼ばれる。微視的に見れば、こうした種族には銀河衝突・相互作用の兆候が認められることがしばしばあり、大量の低温星間物質 (分子ガスやダスト) も存在する [116]。銀河衝突起因の爆発的星形成は、銀河のバルジ成分や楕円銀河の形成過程そのものと考えられるほか、クェーサーをはじめとした活動銀河核を発現する [28] など、銀河の形態や活動性、超大質量ブラックホールの進化を決定づける重要な現象と考えられる。ただし、数値シミュレーションによれば、爆発的星形成モードを引き起こすには、銀河衝突や相互作用が必ずしも必要ない場合があるし (例えば [27])、実際に観測でも爆発的星形成銀河全てに相互作用の兆候が見られるとは限らない [57]。

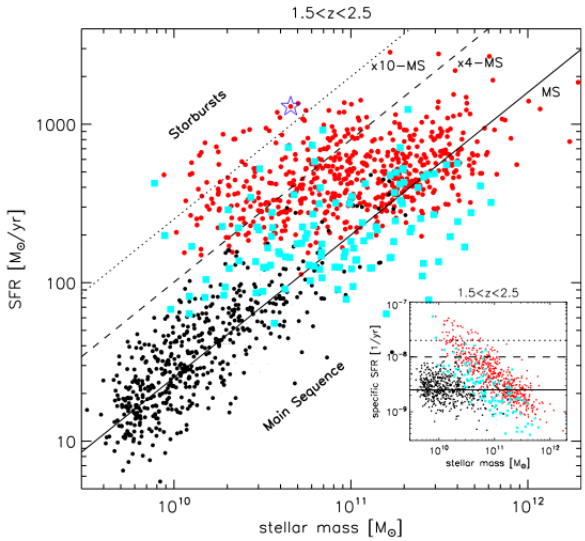


図 3.31: 赤方偏移 $1.5 < z < 2.5$ における星質量–星形成率の関係 [103](掲載許可取得済み)。赤および水色の丸印が遠赤外線観測 (*Herschel*/PACS) による星形成銀河サンプルで、主に爆発的星形成銀河 (starbursts) を示す。黒の点と丸印が BzK 銀河を示し、主に主系列星形成銀河を示す。実線が [21] の主系列星形成銀河を示す。右下の図は、比星形成率 (sSFR) と星質量の関係として表示したものである。

赤方偏移 0 から 2.5 に時間をさかのぼるにつれて、主系列星形成銀河の sSFR は $\sim 10^{-0.5}$ Gyr^{-1} から $\sim 10^{0.5}$ Gyr^{-1} へ 1 桁程度進化する [136; 108]。これに関連して、$z = 0$ から 2 にかけて、主系列星形成銀河における分子ガス質量が総質量に占める割合が顕著に増えることもわかっている [122]。過去ほど星形成の材料が豊富に存在し (ないし供給され)、これが主系列銀河の星形成活動を促進していることは、想像に難くない。一方で、$3.5 < z < 6.5$ では、sSFR の進化はあまり顕著ではない [104]。ただし、これは静止系紫外線観測から導かれた結果であり、赤外線宇宙望遠鏡や ALMA による遠赤外線やサブミリ波による更なる観測・研究が必要である。

高赤方偏移の円盤銀河は近傍と比べ、より小さく、より不規則な形状 (clumpy) を示し、円盤全体で局所的に活発な星形成活動を行っていることが、観測的にも理論的にも示されるようになった (例えば [109])。これは、ガス円盤の力学的不安定性が星形成活動を増進しているか、外部からの頻繁ないし連続的なガス供給 (またはその両方) が星形成活動を誘因している可能性を強く示唆する。

しかしながら、どのようなメカニズムが 3 桁にわたり星質量–星形成率の相関関係 (主系列) を維持し、歩調をそろえて時間進化させうるのかについては、いまだに明らかになっていない。こうした状況から提起される課題は、(1) 主系列星形成銀河の力学的構造、(2) 主系列星形成銀河のガスの供給メカニズム、(3) 星形成率–星質量平面上での主系列星形成銀河の進化、(4) 爆発的星形成銀河の発現 (trigger) と消失 (quench) のメカニズムの解明であろう。　これには光赤外望遠鏡だけでなく、ミリ波・サブミリ波望遠鏡による分子ガス質量の系統的探査やガス力学構造の解明も重要であろう。前節に触れたように、宇宙星形成史の最盛期 ($z \sim 1$–3) から $z = 0$ にかけて、遠赤外線から推定される星形成率密度が宇宙全体のそれを支配していることから [10]、星形成銀河のほとんどは、モードを問わず多かれ少なかれダスト減光の影響を受けることがわかる。静止系紫外光だけでなく近赤外線から遠赤外線、さらにははミリ波・サブミリ波に至るまでの包括的な解析が重要だ。

星形成とガスの供給源

SFR–M_* のタイトな相関関係から、主系列星形成銀河では、ガスの in/outflow 率が、あるタイムスケールでほぼ一定と推論できる。実際に、主系列星形成銀河とスターバースト銀河についてケニカット・シュミット則を調べたところ、相関関係の傾きはほぼ一定であるが、同じガス面密度をもつ場合、スターバースト銀河の方が星形成率密度が 4–10 倍高いことが分かっている (図.3.32; [22; 42])。しかし、主系列星形成銀河とスターバースト銀河の関係は連続的なものか bimodal なのか更なる調査が必要である。$z = 0.5$ から 2 程度での主系列銀河には、分子ガス質量の星形成質量に対する割合と sSFR との間に相関がみられる [123; 80]。つまり、ある一定の星質量をもつとき、主系列関係の上方に存在する銀河の方が星の原材料であるガスを多くもち、銀河の星形成モードはガス降着率に制御されていることを示唆する。最近の研究では、ガスの消費時間は約 0.7 Gyr と求められ、新しいガスが絶え間なく流入していない限り、星形成の duty cycle を維持できないと考えられる [123].

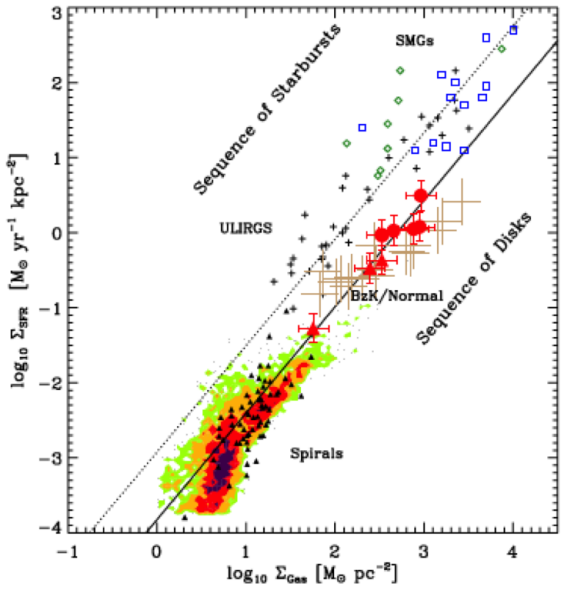


図 3.32: 星形成と銀河ガスの面密度の関係 (ケニカット・シュミット則, [22](掲載許可取得済み))。相関関係の傾きはほぼ一定であるが、スターバースト銀河は典型的な銀河よりも、あるガス面密度でより高い星形成率密度をもつ。

遠方星形成銀河の高い星形成率から、ほとんどは銀河衝突や相互作用を経験していると考えられていた。しかし、ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) の 1.6 μm での深宇宙探査で得られた、$z = 2$ での ULIRGs[2]のコンプリート・サンプルの形態を視覚分類したところ、主系列銀河の約 25%には明らかな相互作用の形跡が確認されたが、半数以上の銀河ではそれが見られなかった [57]。ただし、HST による撮像でも minor merger の診断は非常に難しい。また、興味深いことに、銀河ディスクにはガスのクランプが多数見られ、非対称であるものが多数を占めている (例えば [37; 38; 43; 44])。

観測されたこれらの事実をもとに、星をつくるガスの供給源を考える必要がある。銀河へ流入・流出するガスの運動を捉えることによって、星形成を統制する根源を理解できると期待される。過去の研究では、背景光源を頼りに Mg II の吸収線を用いることによって、$z \sim 1.6$ の高密度領域にある金属量の低い若いガスを検出した可能性が報告されているが [45]、まだ信頼ある観測が少ないのが現状である。地上超大型望遠鏡を用いたより詳細な吸収線観測により、銀河間ガスの 3 次元分布を含め、さらなる研究が進むことが期待される (詳しくは Section 3.5.6)。また、より銀河に近いスケールで、circum-galactic medium(CGM) の運動を一部の銀河に関

[2] $z = 2$ での ULIRGs は主系列銀河も含む

して直接観測することが今後できるようになるかも知れない。近年運用が始まった VLT/MUSE や Keck/CWI による広視野で高感度の可視光線面分光観測に加え、地上超大型望遠鏡で CGM を輝線 (Lyα) として直接捉え、銀河の星形成を維持しているガスの運動および性質に制限をつけることができる可能性がある。

また、銀河に流入したガスがどのように消費されるのか、銀河内でのガスの運動の調査も不可欠だ。そのためには、面分光装置を用いてガスの運動を三次元で捉えることが有効だ。現在でも、VLT/KMOS や (例えば [43; 44; 39])、Keck/MOSFIRE による slit-mapping で (cf. [58]) 銀河ガスの運動 (特に Hα) が調べられている。しかしながら、望遠鏡や装置の感度不足により観測ターゲットは大質量銀河にバイアスされている。そのため、地上超大型望遠鏡と高感度の近赤外線 (面) 分光装置の組み合わせによる、典型的な星質量 ($\sim M_*$) をもつ銀河の統計的観測が期待される。また、ミリ波サブミリ波望遠鏡を用いて星の誕生の現場をトレースする分子ガスを検出し、その質量や物理状態から銀河の星形成活動性を探ることもまた重要だ。ALMA は、ダスト放射を 0.01″ で、低温の分子ガスおよび運動を 0.05″ でイメージングできる点で、地上超大型望遠鏡ときわめて親和性が高い。日本や米国で検討が進んでいる 30–50m 級の単一開口サブミリ波望遠鏡では、サブミリ波カメラによる広域の銀河ダスト放射撮像や分光撮像装置による分子・原子輝線銀河の直接検出も可能になる。広大な宇宙論的体積にわたって銀河の低温星間物質の無バイアス探査を可能にする点で、ALMA と相補的である。

これらの次世代の観測により、遠方宇宙で銀河が高い星形成率を維持できている原因 (major/minor merger, violent disk instability, gas inflow) を明らかにすることができるであろう。また、若い大質量星からの放射を静止系紫外線、比較的古い星からの放射を静止系可視光線で観測し (後述の “ハッブル系列の起源” 3.5.4 章も参照)、ガスの運動と比較することによって、星が誕生する過程を追えるだろう。これらの研究が進めば、星形成と後述の他の物理・化学量との関係性 (例えば SFR–M_*-Z) の根底にある物理も明らかになっていくと期待される。

b) 化学進化

恒星内部での元素合成によりできた金属は星間空間へと放出されるため、銀河の星間ガス中の金属量 (以下、単に金属量とする) は、星質量と同様に過去の星形成活動の情報を蓄積した量となる。一方で金属量は inflow や outflow などの銀河へのガスの流入および流出によっても変化するため、金属量を測定することは、このようなガスの流入出の過程も含めて、銀河の過去の星形成史を理解することに繋がる。

金属量は銀河質量と相関することが古くから知られていて [73]、特に星質量と金属量との相関関係 (以下 MZ 関係とする) が精力的に調べられてきた。これまでに、Sloan Digital Sky Survey (SDSS) の大規模サンプルを用いて、近傍宇宙における MZ 関係が調べられている [128]。また、近年の近赤外線多天体分光装置の発展により、高赤方偏移における金属量の測定も精力的に行われるようになった。それによると、高赤方偏移ほど同じ星質量において金属量が低いという傾向があることが明らかになりつつある [107; 33; 81] 。しかしながら、高赤方偏移での観測は依然として統計的に不十分で、MZ 関係の時間進化は未だ完全には解明されていない。

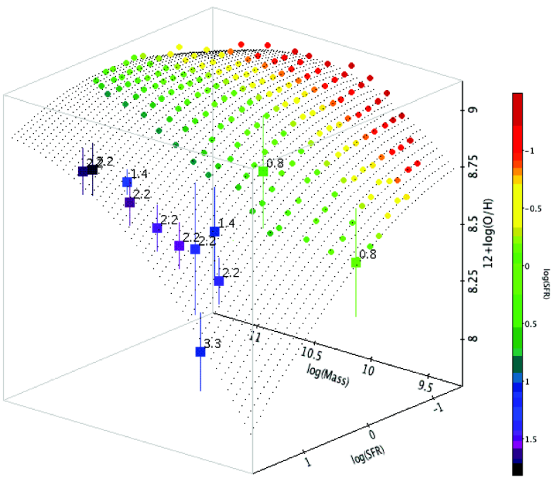


図 3.33:　星質量、星形成率および金属量の関係 (fundamental metallicity relation) [82](掲載許可取得済み)。

一方で、MZ 関係には観測誤差よりも大きな分散があることが知られていて、これまでに MZ 関係に対する様々な物理量の依存性の研究が行なわれてきた [128; 31]。近年、MZ 関係と星形成活動性との関係が議論されており、近傍銀河は星質量、星形成率および金属量の 3 次元空間上でとある基準面 (fundamental metallicity relation; 以下 FM 関係とする) 上に分布する可能性が指摘されている [82] (図 3.33)。この FM 関係が本当に存在するのか、

なぜこのような面が形成されるのかについては依然として議論が続いている。星形成効率の違い、ガス inflow による希釈効果や金属量の高いガスの選択的な outflow などの可能性が指摘されているが、今後 ALMA を用いたより直接的なガス質量の測定、地上超大型望遠鏡を用いたガスフローの詳細観測により、答えが示されるだろう。また、高赤方偏移においても同様の基準面が存在するかどうかについても明確には分かっていない。統計的に十分なサンプルが必要なのはもちろんだが、星形成率が低いものから高いものにかけて、パラメタ範囲を十分広く取るのが困難だからである。現在、すばる FMOS を用いた星形成率が比較的高い (明るい) 銀河 [133; 139]、Keck 望遠鏡 MOSFIRE を用いた比較的星形成率が低い (暗い) 銀河 [120; 106] の分光観測が精力的に進みつつある。2020 年代には、すばる望遠鏡のファイバー多天体分光器や次世代大口径宇宙望遠鏡によって、より大量かつパラメタ範囲の広い近赤外分光サンプルが構築され、高赤方偏移における MZ 関係を明らかにし、FM 関係を始めとした様々な物理量の依存性を明らかにできるだろう。

ガス金属量のみならず恒星金属量を測定することも重要である。一般に星雲輝線でトレースされるガス金属量は、直近の星形成活動によりできた金属量だが、恒星金属量は過去の星形成史において平均化されたものと考えられる。SDSS サンプルを用いた研究によると、少なくとも近傍においては、ガス金属量と恒星金属量はよく相関している事が知られている [41]。恒星大気表面の金属量は吸収線を測定することで見積もるが、高い S/N 比での吸収線測定は、現在の大口径望遠鏡を用いても非常に長い観測時間を要するため、高赤方偏移における恒星金属量の測定は限られている [117]。今後、地上超大型望遠鏡などを用いた高感度の分光観測により、高赤方偏移での恒星金属量の推定を含め、銀河星種族の詳細が明らかになることが期待される。

CGM の金属汚染の歴史を探ることは、inflow/outflow を含めた化学進化を考える上で非常に重要である。$z \sim 2$ において、銀河 outflow が原因と思われる CGM の金属汚染が観測されている [100; 129]。一方で、銀河周囲の inflow の立体角が小さいこともあり、理論から予想される inflow (cold accretion) の明確な検出はされていない。今後、地上超大型望遠鏡による高感度分光観測や、すばるによる大規模サンプルを用いた銀河周囲の方位角方向で区切ったスタック解析などにより、新たな展開が期待できるだろう。

c) Quenching の物理

近傍宇宙において、銀河は passive 銀河と星形成銀河に大別することができる [111; 121]。周囲からのガス降着により銀河は星形成を行うのが自然に思えるが、何かしらの要因で長い間星形成を行っていない銀河がいる。そういった銀河は大質量銀河で多く、さらに時間とともに増えてきたようである [125; 8; 91]。passive 銀河は、銀河群や銀河団で多く見られるため、環境効果といった外的要因が大きな寄与をしていると思われるが (詳しくは § 3.5.5 で)、孤立した中心銀河でも passive 銀河が多くいるため、内的要因も大きいはずである。ここでは、銀河の基本的な進化過程を理解するために、環境効果を考える必要のない中心銀河で星形成活動の停止がどのようにして起こるのかに注目する。

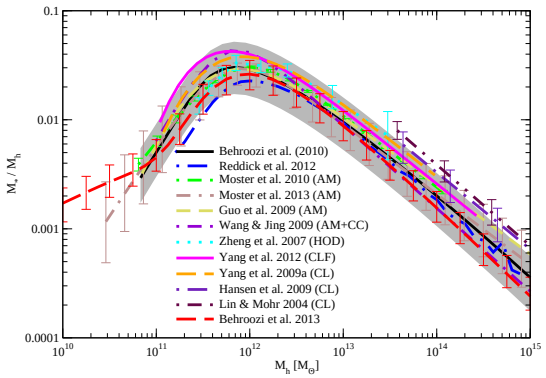


図 3.34: 星質量とダークマターハロー質量の比をダークマターハロー質量の関数として描いたもの [5](掲載許可取得済み)。

星形成を抑制するフィードバック機構は少なくとも 2 つがあり、それぞれ異なる質量レンジで重要となることが図 3.34 よりわかる。図の縦軸は銀河の星形成効率と解釈することができ、天の川銀河のような $M_{DM} \sim 10^{12} M_\odot$ の銀河で最も効率よく星形成をし、それよりも高質量側、低質量側ともに効率が低いことがわかる。低質量側は一般に超新星によるエネルギーフィードバックで理解できると思われているが、高質量側の低効率はいくつかのアイディアが示されているものの、いまだ理解されていない。しかし、これが先に述べた大質量銀河で passive 銀河が多い問題と直結しているのだ。以下、この問題を観測、理論の両面から議論したい。

観測

現在までに多くの大質量銀河中心には超巨大ブラックホールが存在することがわかっている [63]。ここから、多少強引な論理ではあるが、AGN 活動が母銀河の大局的な星形成活動に影響を与えている、という考えが現在主流である [119][3]。AGN フィードバックをモデル化し準解析的モデルに組み込むと、長年の問題であった大質量ハローでの over-cooling が解決でき、星質量関数の重い側の形をうまく再現できることが示された [7; 19]。

しかしながら、AGN フィードバックは現在のところ観測的証拠が間接的なものに限られる[4]。また、その詳細な物理があまりはっきりしないことも問題であろう。この AGN フィードバックに加え、ハローが十分大質量になると、周辺から物質が降着する際にショック加熱され、いわゆる hot-mode accretion になることから、冷たいガスの供給が抑制されることも寄与すると考えられる [26]。これについても、以下の理論的観点から詳細に触れる。また、こういった質量降着は非常に stochastic であるので、たまたまある時刻で質量降着率が低いハローに星形成をやめた銀河がいるというアイディアもある [35]。フィラメントに沿ったスムーズな降着でなくハローのようにまとまった降着もあり、これが力学的なガス加熱に一定の寄与をする可能性もある [56]。

こういったアイディアがあるもの、それぞれが必ずしも直接的な観測的予言をしているわけではなく、どうやって観測的検証をするかは非常に難しい問題である。これが大質量銀河でのエネルギーフィードバック機構が長い間謎のままである一つの理由なのかも知れない。この問題に楔を打ち込む方法の一つとして、3 次元分光により銀河を空間分解し、銀河の星形成はどこから止まるのかを明らかにすることが考えられる。仮に AGN フィードバック、とりわけいわゆる QSO-mode フィードバックにより星形成が抑制されるのであれば、中心から外側へ向かって抑制されていくとナイーブに期待される。一方、大局的なガス降着のモードや降着率の変化が原因となる場合、銀河全体として星形成でガスを消費するタイムスケールで星形成率が下がっていくだろう。このようにして、空間情報を用いるのがひとつのやり方だろう。

大質量 passive 銀河の割合は、$1 < z < 2$ で大きく増える [8; 91]。まずはこの赤方偏移を徹底的に調べるのが、この問題を解き明かす近道であろう。例えば、地上超大型望遠鏡による近赤外分光観測により Hα 輝線から星形成の空間分布を調べることは重要である。また、ALMA を用いて分子ガスの量を空間マッピングし、星形成領域での星形成効率を求め、銀河のどの部分から星形成率が抑制されつつあるのかを調べることもできる。

星形成銀河は星質量と星形成率に強い相関が知られているが [21; 29; 135]、この関係の分散の小ささから、星形成活動は比較的短いタイムスケールで止まっていく可能性がある。この場合、上で述べたような星形成の止まる場所を同定する作業は難しくなる。ここを補う相補的な手法として、銀河の中で post-starburst 的なスペクトルを示す場所を探すこともまた重要である。バルマー吸収線の強さと 4000Å ブレークの強さを比較するという手法を用いると、$\sim$ 1Gyr 前から急に星形成活動が止まった領域を同定できる。これも地上超大型望遠鏡や次世代大口径宇宙望遠鏡による面分光で、高空間分解能で銀河の空間的なスペクトルから、銀河のどの場所でどういったタイムスケールで星形成が止まっていたのかを調べることが物理を探る方法の一つであろう。

先に述べたように、星形成活動を止める物理機構を同定することは難しい。しかし、2020 年代に大きく進展するであろう $1 < z < 2$ の銀河の高空間分解能の近赤外面分光観測により、この長年の重要問題に挑むことができるだろう。しかし、観測だけで明確な答えを得るのはおそらくは困難で、理論、特に宇宙論的シミュレーションの進展と、シミュレーションからの観測的予言が極めて重要となるであろう。 次にそれを議論したい。

宇宙論的シミュレーション

i) Cold stream/accretion

理論的観点から図 3.34 に示されるような $M_{\rm halo} \sim 10^{12}$ M$_\odot$ を境にした quenching でまず議論すべきなのが Dekel & Birnboim [26] の mass quenching である。 彼らの結果は 10^{12} M$_\odot$ 以下の dark matter halo (DMH) では、降着してきたガスは、衝撃波加熱率よりも冷却率の方が上回ることにより、ビリアル温度に達することなく cold stream (冷たいガス降着) として直接ハロー中心の銀河に流れこむことを示唆している (図 3.35 左)。

[3] AGN フィードバックについては章 3.3.4 も参照されたい。

[4] 銀河スケールではこれが現状であるが、より大きな銀河団スケールでは、中心の AGN からのジェットが銀河団ガスを吹き飛ばしている様子が観測されたりと、比較的説得力のある観測が報告されている [88; 34]。

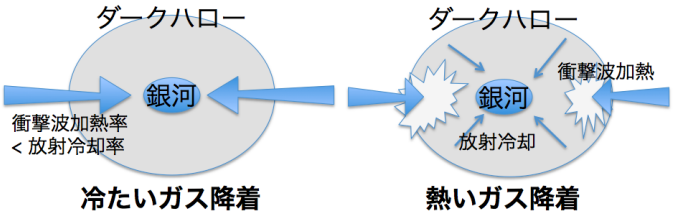


図 3.35: 銀河へのガス供給の 2 つのモード

しかし、この冷たいガス降着と、一旦ガスがビリアル温度まで加熱されてから放射冷却でエネルギーを失って銀河へと供給される「熱いガス降着」(図 3.35 右) では何が本質的に異なるのだろうか。 ガス供給のタイムスケールについて考えると、$< 10^{12} M_\odot$ の DMH ではガスの冷却時間の方が自由落下時間よりも短いので、冷たいガス降着として直接銀河に供給されても、一旦ビリアル温度まで加熱されても、ガスは自由落下時間で供給されることになり、特に違いは存在しない。この 2 つのモードの本質的な違いは、実はまだよく理解されていないのではないだろうか。

そこで、「冷たいガス降着を禁じたシミュレーション」というものを行い、この 2 つの降着モードが銀河進化にどう異なる影響を与えているのか理解することが重要であろう。具体的には、シミュレーション中で降着衝撃波を検出して、その瞬間その場所だけ放射冷却を禁じることにより、全てのガスが一旦ビリアル温度まで加熱されてから銀河へと供給されることを保証する。 このシミュレーションと、通常のシミュレーションを比較することにより、ガスが一旦ビリアル温度まで加熱されることによって引き起こされる現象と、ガス供給のタイムスケールで決まる現象を区別し、熱いガス降着が銀河に与える影響を明らかにできるだろう。

ii) AGN feedback

一方、ガス降着が熱いガス降着になることだけでは大きな DMH 内での星形成は十分抑制できないことはシミュレーションからも明らかである [96]。このことは、古くは銀河団におけるクーリングフロー問題として知られている。この問題を解決するために星形成に依存しない加熱源が必要であり、上でも触れた AGN フィードバックはそのような加熱源として現在最も有力視されているものである。

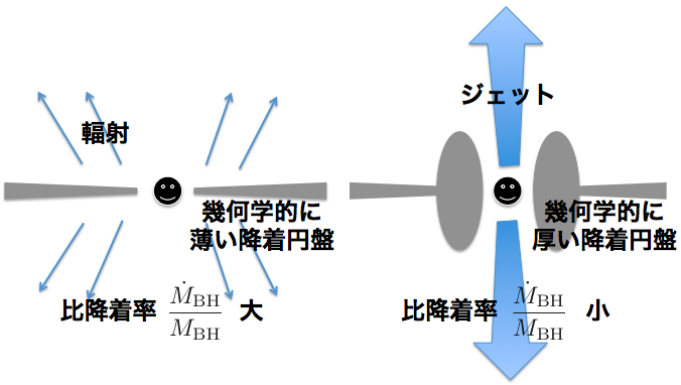


図 3.36: ブラックホールへの降着率の違いによる円盤の性質の変化と AGN フィードバック

AGN フィードバックには 2 種類ある。1 つは Silk & Rees[112] 的に銀河中心ブラックホールが急激に成長し、降着円盤からの輻射により周囲のガスが吹き飛ばされるというもので QSO-mode feedback と呼ばれる (図 3.36 左)。もう 1 つは、準解析的モデルでクーリングフロー問題を解決するために取り入れられることの多い、radio-mode feedback と呼ばれるものである [19; 7]。後者は、クーリングフロー状態にある DMH の中心銀河の AGN からジェットが噴出され、それ以上のガス冷却を止めるというモデルであり、大きな DMH 内の中心銀河の星形成を上手く止めることができるようになっている。 この物理的背景をもう少し考えると、質量降着率が $\dot{M}/M_{\rm Edd} < 0.01$ になると、降着円盤は radiatively inefficient accretion flow (RIAF) になり、幾何学的に厚い円盤からジェットが生成されることが知られている (図 3.36 右)。銀河形成シミュレーションに、この降着率の違いによる AGN feedback のモードの切り替えを導入し、RIAF からのジェットがハロー内の熱いガスを直接加熱するプロセスを取り入れると、radio-mode feedback が自然に実現されることが分かってきている [95]。

明らかにすべきことは (1)QSO-mode と radio-mode、どちらが銀河の星形成を止める上で主要な役割を果たすのか、(2)QSO-mode から radio-mode への変更を促す銀河スケールの物理とは何か、ということである。具体的には、QSO-mode feedback でガスを吹き飛ばして星形成を止めた後、radio-mode feedback がその後のガス冷却を止めて、銀河の星形成が止まるのか、それとも QSO-mode 自体はあまり重要ではなく、単純に星形成でガスが枯渇し、radio-mode feedback によってその後のガス供給も断たれることが本質なのかを区別する

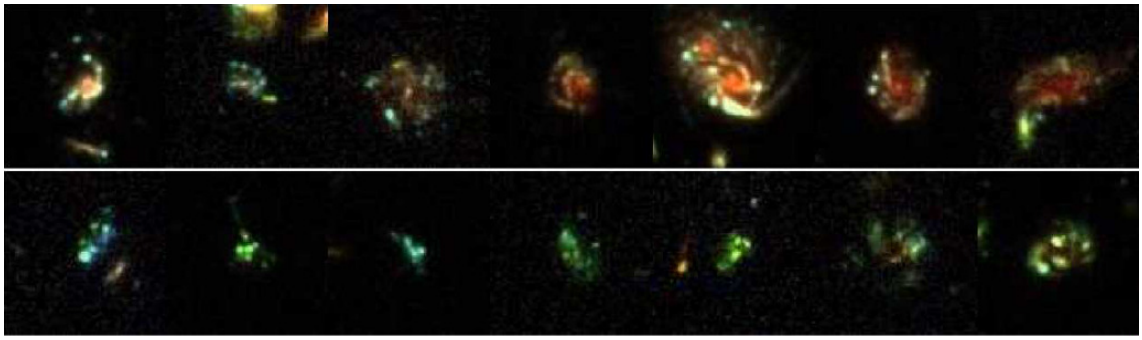


図 3.37: 赤方偏移 1–1.5（上段）と 2–3（下段）の巨大なクランプを持つ銀河の HST BVz-バンド 3 色画像 [49](掲載許可取得済み)。

必要がある。また、この QSO-mode から radio-mode への切り替えは、銀河へのガス供給のタイムスケールによって決まるのか、それとも銀河へのガス供給のモードの変化によって引き起こされるのかも明らかにしたい。

これらを明らかにするために、それぞれの AGN feedback を ON/OFF したシミュレーションや、前に述べた冷たいガス降着を禁じる手法を組み合わせることで、それぞれの物理過程の役割を明らかにしていくことが重要だろう。そして QSO-mode と radio-mode 両方が効いて銀河の星形成が止まるシミュレーションと、radio-mode だけが効くシミュレーションの観測的特徴を比較し、これらのシナリオを観測的に区別する方法を確立したい。これらのシミュレーションによって、星形成銀河から passive 銀河への進化過程のみならず、銀河と銀河中心ブラックホールの共進化についても大きく理解が進むはずである。

3.5.4　ハッブル系列の起源

銀河の最も特徴的な性質のひとつに形態の多様性が挙げられる。現在の宇宙において、比較的明るい銀河はその形態によって、楕円銀河、S0 銀河、渦巻銀河といったハッブル系列に分類することができる。この系列に沿って、銀河の力学構造や星の年齢分布、星とガスの質量比といった銀河の基本的な物理的性質が系統的に変化していくことが知られており、これらの銀河の構造がどのようにして作られたのか、またその多様性の起源がなにかということは、現在の天文学における最も重要な未解決問題の一つである。

90 年代半ば以降、HST による高空間分解能観測によって、遠方銀河の形態を直接観測し、その時間進化を調べる研究が本格的に進められた。また、近年では地上 8m 級望遠鏡による補償光学と面分光を組み合わせた観測によって、遠方銀河の電離ガスの運動を詳しく調べることができるようになった。しかし、現在のこれらの観測には観測視野、空間解像度、感度などに限界があり、銀河がどのように基本的な構造を獲得したかを解明するためには、次世代観測機器によってこれらの限界を克服することが重要になる。以下では、銀河の形態・構造の進化について、最近の研究で明らかになったことと、現状では未解明であるが、次世代の観測機器によって解明が期待される点について具体的に述べる。

これまでの HST の深撮像探査から、赤方偏移 1 あたりでは、現在の宇宙で見られるようなハッブル系列にのる銀河が数多く存在するのに対して [130]、赤方偏移 2–3 の時代まで遡るとハッブル系列に整理できない不規則な形態を持つ銀河の割合が高くなることが分かってきた [90]。最近の研究では、この赤方偏移 1-3 の時代で銀河の形態がどのように進化したのかについてより詳細に調べられている。はっきりとした渦状腕を持つグランドデザイン渦巻銀河については、赤方偏移 1 あたりまでは比較的数多くみられるが、赤方偏移 1.5 を越えるとごく少数が発見されているのみで、その数密度は非常に小さくなっていると考えられている [68]。このことからこれらの銀河の形態は赤方偏移 1.5 あたりで形成されたと推測されるが、一方で現状の観測データが近傍銀河の観測に比べると、感度・空間解像度が低い効果で渦巻パターンが見逃されているのではないかとの指摘もある。これらのグランドデザイン渦巻銀河の形態の出現時期に決着をつけるためには、感度・空間解像度においてそれぞれ一桁程度の向上が期待される地上超大型望遠鏡や大口径宇宙望遠鏡の観測が重要になるだろう。

渦巻銀河のかわりに赤方偏移 1.5 を越える時代でよく見られる形態として、直径が 1kpc を越えるような巨大なクランプを持つ銀河が挙げられる (例えば、[30]、図 3.37)。これらの銀河のうち、いくつかの明るい銀河の面分光観測によって、これらは比較的大きな回転速度を持つ円盤状の形態で、その円盤の中に直径が円盤全体の 1/10 を越える巨大なクランプを持つ天体であることが示唆されている [36]。巨大なクランプの起源としては、ガス円盤の重力不安定性によって形成されたとする説が有力視されており [54]、時間とともに星形成が進行して質量における星成分の割合が高くになるにつれて、ガス円盤も重力的に安定になって、ハッブル系列にのるような渦巻銀河に進化していくと考えられている。また、これらの巨大なクランプが中心に集まって合体することによって、渦巻銀河のバルジや早期型銀河が形成されたというシナリオも提唱されている (例えば、[93])。これらのシナリオを検証するためには、さまざまな環境を含む広視野にわたるクランピー銀河の探査を行い、その数密度進化を調べ、個々の天体の星質量、星形成率、星種族や力学状態といった物理的性質を渦巻銀河や楕円銀河と比較することが必要となる。これを行うためには、広視野宇宙望遠鏡やすばる GLAO のような広視野補償光学装置が重要になるだろう。広くて深い高解像度の近赤外線撮像観測を行うには宇宙望遠鏡が有利であるのに対して、地上望遠鏡には狭帯域フィルターを用いた星形成領域あるいは電離ガスの形態の調査や多天体面分光といった観測の柔軟性・多様性という利点がある。また、地上超大型望遠鏡の高感度・高分解能の観測によって、クランプを分解してその力学状態などの物理的性質を詳しく調べることで、クランプの起源とその進化の行方についての知見が得られるだろう。

早期型銀河の形態進化の研究における最近の大きな進展は、赤方偏移 2 付近での多くの非常にコンパクトな大質量 passive 銀河の発見である (例えば、[20])。これらの銀河は同程度の星質量を持つ近傍早期型銀河と比べ、サイズが 3–5 倍ほど小さい。これらの天体がどのように現在の大質量銀河に進化したのかについては、現状では dry minor merger を重ねることによってサイズが成長したのではないかという説が有力視されている [97]。また、abundance matching の手法を用いた解析からは、これらの大質量銀河はまず赤方偏移 2–3 の時代に内側の部分が先に形成され、その後に外側での星質量集積が進んだという minor merger 説を支持する結果が得られている [131]。大質量早期型銀河の形成・進化を明らかにするためには、GLAO や広視野宇宙望遠鏡を用いて非常に広視野にわたる高解像度撮像サーベイを行い、赤方偏移 2–3 の時代の大質量銀河のサイズ分布を調べ、統計的に高い精度でその進化に制限をつけることが必要になる。特に現在の宇宙において大質量早期型銀河の多くが銀河団のような高密度環境に存在することを考えると、これらの銀河の数密度や物理的性質の環境依存性を明らかにすることが重要になるだろう。また、このような広視野観測から、各時代でどのようなサイズの星形成銀河が星形成を止めて静的進化段階に入ったかを詳しく調べることも、これらの大質量早期型銀河のサイズ進化を理解する上で必要だろう。

近年の高赤方偏移における銀河の形態進化の研究における大きな成果として、面分光観測による銀河内部の力学構造の調査を挙げることができる。補償光学装置および近赤外線面分光装置を搭載した 8m 級望遠鏡によって、赤方偏移 1 を越える星形成銀河の電離ガス輝線を空間分解して観測できるようになり、これらのガスの運動を詳しく調べることが可能になった。赤方偏移 1–3 の大質量星形成銀河の面分光サーベイである SINS サーベイでは、60 個を越える銀河について Hα 輝線の面分光観測を行い、回転運動が支配的な銀河、コンパクトでランダムな速度分散が支配的な銀河、合体・相互作用の兆候が強い銀河がそれぞれおよそ 1/3 ずつの割合であるとの結果を得ている ([36]、図 3.38)。これらの銀河の特徴として、速度

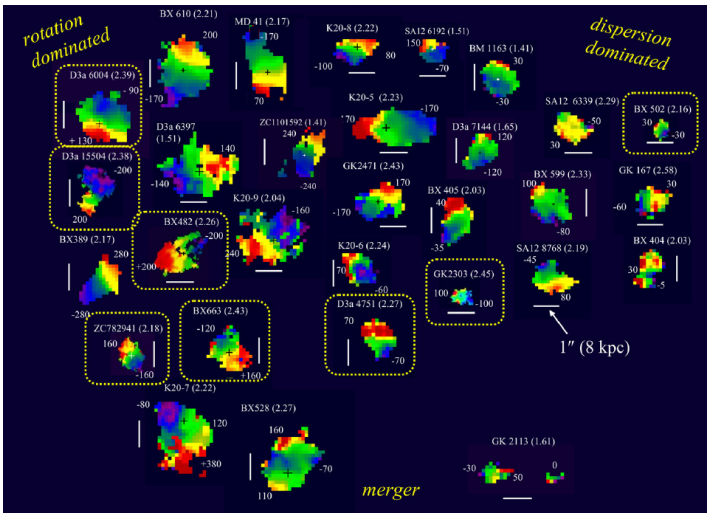


図 3.38: SINS サーベイによる $1 < z < 3$ の大質量星形成銀河の Hα 輝線速度マップ [36](掲載許可取得済み)。黄色の点線はその天体が補償光学装置を用いて観測されたことを示す。

分散が大きいことが挙げられる。回転運動が支配的な銀河でさえも、低赤方偏移の渦巻銀河と比べてはるかに大きい速度分散を持つことが分かってきている。このようなガスの運動は、これらの銀河がどのようにして形成されたかの手がかりになることに加えて、赤方偏移 0-1 のハッブル系列の中のどの種類の銀河にどのように進化していくかを調べる上で非常に重要である。現状では補償光学および面分光装置で観測された高赤方偏移の銀河の数は限られているが、今後多天体面分光装置によって、より多くの大質量星形成銀河についての観測を進めて力学構造の統計的性質を明らかにするとともに、赤方偏移 1 程度のハッブル系列にのるような銀河に対しても同様な観測を行い、両者を比較することでハッブル系列への進化過程の重要な手がかりが得られると期待される。また、地上超大型望遠鏡や大口径宇宙望遠鏡による、より高感度・高空間分解能の面分光観測は、星形成率および星質量が数倍から 1 桁程度小さい比較的表面輝度の低い星形成銀河についての同様な研究を可能にすることに加え、大質量星形成銀河の低輝度成分（例えば、クランピーな銀河における土台の円盤成分の力学構造など）についても詳しい情報を与えてくれる。

また、地上超大型望遠鏡や大口径宇宙望遠鏡の面分光装置によって、赤方偏移 1 付近の大質量銀河の星の吸収線を観測して、銀河を構成する星の運動の情報を得ることができるようになるかもしれない。これは星形成がすでに止まった銀河について力学構造を調べることができるので、大質量早期型銀河の形成過程を探る有力な手法となり得る。最近の面分光サーベイ観測から、現在の宇宙における楕円銀河には、その力学構造においてランダムな速度分散が支配的な種族と比較的強い回転運動を示す種族があることが分かってきており [32]、それぞれの種族がどのように形成されたのかを解明するためにも、高赤方偏移の大質量銀河の星の運動を調べることは重要になる。

銀河の形態、サイズ、力学構造に重要な影響を与え得る過程として、銀河の合体がある (例えば、[89])。銀河の合体が起きる頻度を観測的に調べる手法としては、主に、合体している最中の銀河に特徴的な形態を示す天体の割合を調べる方法 (例えば [75]) と、比較的短い時間で合体すると期待できるほど互いに近距離にある銀河のペアを探査する方法 (例えば [72]) があるが、これまでの研究では、特に赤方偏移 1 を超える時代においては、研究ごとの結果のばらつきが大きい。広視野宇宙望遠鏡による広視野にわたる高解像度観測は、統計的精度を高める点において、またその環境依存性を調べる点においても重要になる。地上超大型望遠鏡や大口径宇宙望遠鏡による従来より一桁程度深い観測は、tidal tail などの比較的低い表面輝度の合体の兆候を高い検出率で調べることができる点で意義が大きい。これらの望遠鏡による高感度の面分光観測による電離ガスの運動の情報によって、実際に合体中の銀河かどうかを高い精度で確認することも可能になる [74]。また、銀河ペアを用いた手法については、広視野にわたる高解像度の多色測光サーベイによって、測光赤方偏移で選択された大規模銀河ペアサンプルを構築することで、統計的精度を高めることが期待される。さらには、ファイバー多天体分光器を用いて大規模分光サーベイを行い、確実に合体が期待できるペアサンプルを構築することもできるだろう (例えば、[127])。

これまでに述べた赤方偏移 2–3 の銀河自体が、どのような過程を経て形成されたのかを理解するためには、さらに遠方の天体の観測が必要になる。例えば、赤方偏移 2–3 で見られる非常にコンパクトな大質量 passive 銀河は、その形成段階においてはコンパクトな星形成銀河であったことが期待される [2]。もし、このような大量の星が比較的短い時間スケールで形成されたとすると、予測される星形成率は高くなり、非常に多くのダストをともなった天体になっていると考えられる (例えば、[102])。そのような銀河の形成過程を解明するためには、地上超大型望遠鏡による非常に高い感度・空間解像度の観測に加えて、赤外線宇宙望遠鏡による遠赤外線波長帯での分光観測を用いて、大量のダストを見通してその奥の物理状態を調べることが必要不可欠になるだろう。

3.5.5　宇宙の構造形成に伴う銀河進化

銀河は単独でも進化・成長するものであるが、銀河周囲の環境とも相互作用しながら成長するという側面にも注意が必要である。我々の住む銀河系も局所銀河群のメンバーであるように、現在の宇宙に存在する多くの銀河は銀河団や銀河群といった様々な規模の群れをなして存在している。そのため、銀河の周辺環境が銀河進

化におよぼす影響 (いわゆる「環境効果」) への理解を深めることは、銀河進化を理解するうえで極めて重要なポイントになってくる。

この環境効果をつかさどる物理過程とその起源を探るためには、過去の宇宙における銀河集積の現場を捉え、そのなかで成長する銀河の様子を詳細に調査する必要がある。最近では多波長の観測から、$z \sim 1.5$ を超える (原始) 銀河団も続々と報告されるようになってきた ([126; 46] など)。このような遠方銀河団には、近傍銀河団のように星形成を終えた銀河ばかりではなく、非常に活発に星形成を行う銀河が多く存在していることが示されており [50]、そのなかには $10^{11} M_{\odot}$ を超える巨大な星質量をもつ星形成銀河の存在も複数の研究によって報告されている ([86; 64] など)。このような遠方銀河団に特有の銀河種族こそ、現在の宇宙の銀河団に見られる大質量銀河の祖先であり、銀河環境効果を理解するうえで鍵を握る種族であると考えられる。2020 年代には (1) これらの銀河種族を地上超大型望遠鏡や ALMA などを用いてキロパーセク以下のスケールに分解してその内部構造を明らかにする、そして (2) スペース赤外線観測によって銀河進化と環境効果の発現時期に迫る、という点において以下の通り重要な進展が期待される。

(1) 銀河の内部構造と力学状態から探る、銀河環境効果の物理過程の解明

最近の観測によれば、いわゆる「星形成銀河の主系列」は環境に依存しないという結果が近傍から遠方宇宙までの幅広い時代において得られている (図 3.39: [98; 65] など)。これは、銀河を一つの天体として見たときに、マクロなスケールでは星形成銀河の性質はほぼ銀河の質量で決まり、環境による影響は小さいことを意味している。しかし、銀河内部で起きる星形成領域の分布やサイズ、運動状態、ガスの流入出、AGN の有無など、ミクロなスケールまで銀河を調べ尽くしたとき、本当に銀河団銀河とフィールド銀河が同じ物理状態にあるのだろうか？たとえば銀河団領域では深い重力ポテンシャルのためにガスの流入率が高いという効果や、その深いポテンシャルのためにアウトフロー等でガスを吹き飛ばしても重元素汚染されたガスが銀河に戻ってくるといった効果も起こりうる [23]。実際に最近の近赤外線分光観測から、$z \sim 2$ の原始銀河団の銀河は、同時代のフィールド銀河に比べて、同じ星質量の銀河でも金属量が高いという傾向も見え始めている ([67; 110] など)。

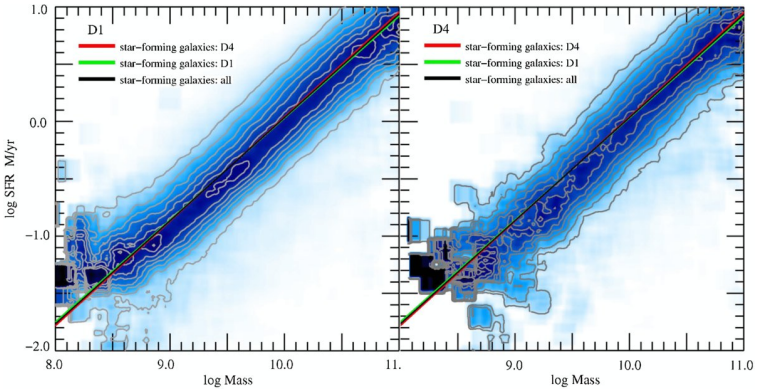


図 3.39: 現在の宇宙における星形成銀河主系列の環境別比較 [98](掲載許可取得済み)。左図は低密度環境、右図は高密度環境の星形成銀河について描かれたものであるが、両者がよく一致していることが分かる。

そこで、高空間解像度の面分光観測によって、銀河内部のガスの運動、金属量勾配、星形成率密度などをさまざまな環境下の銀河について描き出し、上記の疑問に一つずつ答えを出していく作業が必要である。遠方銀河の面分光観測は輝線を空間分解し検出する必要があるため長時間の観測を必要とするが、GLAO を搭載した広視野多天体面分光装置が実現すれば、HST の空間解像度と同レベルの解像度で、効率良く 1000 個のオーダーで遠方銀河の面分光「サーベイ」が可能になる。さらに地上超大型望遠鏡を用いることで、小質量銀河の面分光観測が現実的な観測時間で可能となり、その内部状態にも手が届くようになるだろう。

(2) 赤方偏移 3 を超える宇宙大規模構造形成現場の静止系可視光域での探査

我が国では 2000 年代のすばる望遠鏡の活躍によって、広視野観測に基づいた銀河サイエンスが飛躍的に進歩した。2020 年代前半にかけてはすばるによる超広視野測光・分光サーベイも計画されており、いよいよ広視野サイエンスの道を究めようとしている。ただし、地上望遠鏡の観測では、(これまで同様に)$z > 3$ の銀河探査においては静止系紫外線の情報に頼らざるを得ないことには注意が必要である。この問題を打破し、静止系可

視光で $z > 3$ の時代を開拓するためには、スペース赤外線望遠鏡による $\lambda > 2\mu$m での高感度の観測が不可欠である。また、環境効果の観点でいえば、遠方宇宙に銀河団のような稀な天体を見つけ出し、さらにその個性をきちんと調査する必要性から、広い視野でのサーベイ観測が強く求められるため、波長 1–5μm をカバーする広視野宇宙望遠鏡に大きな期待が集まっている。特に広視野宇宙望遠鏡にナローバンドを搭載することで、Hα 輝線を $z \sim 6$ まで捉えることが可能である。これによって初めて、宇宙再電離後 ($z \sim 6$) の宇宙から星形成活動のピーク期 ($z \sim$1–3) を経て現在の宇宙 ($z \sim 0$) に至る、すべての時代を通して完全に同一の観測量に基づいて銀河の進化を網羅的に理解することが可能になる。

一方で、現在の宇宙の銀河団に見られるような大質量楕円銀河は、初期宇宙において短いタイムスケールで爆発的に形成されたと考えられている。そのため初期宇宙に存在する形成初期の銀河団はダストに深く埋もれた爆発的星形成銀河の集団として捉えられることが予想される [47]。実際に [124] によれば、$z = 3$ の密度超過領域においてサブミリ銀河と Lyα 輝線銀河の分布に空間的な相関が示されており、銀河進化の全貌を理解するためには、銀河のダスト放射 (すなわち静止系赤外線) の観測を並行して行うことが重要である。これは赤外線宇宙望遠鏡によって実現することが可能で、初期宇宙の大規模構造に沿ってダストに埋もれた星形成銀河を直接捉え、ダストに覆われたスターバーストが「いつ・どこで」発現してきたのかを時間軸と環境軸で定量化できる。また、見つかった個々の銀河については ALMA でその赤外線放射、ガス輝線を空間的に分解し、各銀河が急速に成長する現場を直接検証することができるようになる。このように、地上・スペース観測の枠組みを超えて、すばる望遠鏡と広視野宇宙望遠鏡による超広視野観測から遠方宇宙の骨格を捉え、赤外線宇宙望遠鏡 (および ALMA) によってその隠された部分をあぶり出すという戦略によって、我が国の光赤外コミュニティが目指してきた真の多波長広視野サーベイが完遂すると期待される。

3.5.6　ダークマターと銀河間ガス

先の章は光で見られる銀河を議論したが、光として直接検出できない吸収線系天体はそれらよりもはるかに大量に存在している。また、銀河とそれをとりまくダークマターハローの関係を理解することも、銀河進化を探る上で極めて重要となる。 以下、これらについて触れたい。

銀河とダークマターの関係

銀河はダークマターハロー内にガスが集まって形成されたと考えられている。銀河形成の母体であるハローが、銀河とともにどのように成長し、銀河の性質に影響を与えたのかを調べることは、銀河進化研究において重要である。

銀河ハロー関係を調べる手法として、ハロー占有分布（HOD）が広く用いられている [3; 137]。HOD では、銀河分布の統計的性質がハロー質量によって決まっていると考え、銀河クラスタリングや銀河と重力レンズの相互相関（銀河・銀河レンズ）の観測情報から、銀河サンプルの平均的なホストハロー質量やサテライト銀河の割合の推定を行う。これまで様々な銀河カタログから、銀河の明るさ、色、星質量などの性質とホストハロー質量の対応関係が系統的に調べられてきた [138]。図 3.40 は COSMOS データに基づく星質量・ハロー質量関係を示した結果である。$M_* = 7 \times 10^{10} M_\odot$ 付近で星質量とハロー質量の比がピークをもつことがわかる [69]。銀河の星質量や星形成率とホストハロー質量の関係の時間進化を精密に調べることは、今後の大規模銀河サーベイの主要な目標のひとつである [4]。

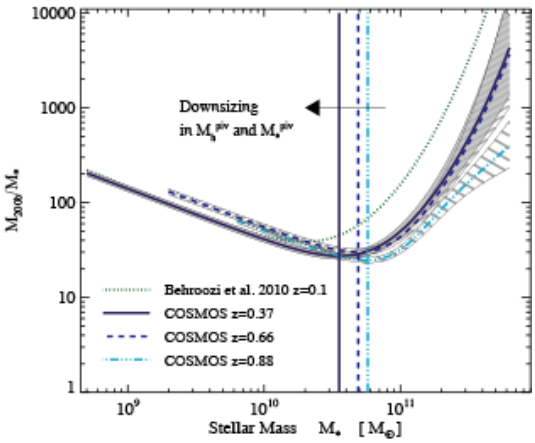


図 3.40: COSMOS 銀河カタログの銀河・銀河レンズ、銀河相関から得られた星質量 (M_*) とハロー質量 (M_{200b}) 関係 [69](掲載許可取得済み)。

HOD の枠組みより一歩進み、ハローの合体史や形成過程に立脚した銀河・ハローの関係を探る方法が、サブハロー・アバンダンス・マッチング（SHAM）法である。SHAM 法では、ダークマターハロー内部で質量密度ピークをもつ「サブハロー」領域が銀河に対応すると考え、銀河の明るさや色などの性質が、サブハローのどのような性質と密接に対応しているのかを明らかにする。例えば、銀河の明るさは、最大回転速度を通して測ったサブハロー質量に単調な関係を仮定するだけで、銀河の明るさごとのクラスタリングの違いをパラメターを一切用いずに見事に再現することができる [14]。また、サブハローの形成時期や質量情報を組み合わせることで、銀河の色ごとのクラスタリングの違いを再現することができつつある [85; 51]。SHAM は、銀河とダークマターの共進化を調べる強力な手法ではあるが、銀河の性質が複雑なガス物理や輻射過程、AGN のフィードバックなどの影響で主に決まる場合は、良い対応関係を得ることができない。銀河の性質をサブハローだけでどこまで記述できるかは、バリオン物理を考慮した銀河形成の詳細なシミュレーションを通して評価できるだろう [132]。2020 年代には、様々な大規模銀河撮像・分光観測計画が進行しており、理論と観測の両面から、銀河とダークマターの関係の理解が大きく進むことが期待できる。

銀河間物質

直接検出が困難な銀河間物質 (Inter-Galactic Medium; IGM) や遠方の暗い銀河は、これらが背後にあるクェーサーの視線上に存在する場合は、クェーサーのスペクトル上に吸収線という形で検出することができる。この手法を元に、我々は遠方宇宙から近傍宇宙に至るまで、ガス相として存在する物質の空間分布、運動学的性質、化学組成、電離状態、温度、密度などの情報を得ることができる。ここでは銀河進化や構造形成と関わりが深い２つのテーマ（第１世代星による重元素汚染、IGM の３次元マッピング）について詳細を述べる。

(a) 第１世代星による重元素汚染 — IGM は第１世代星 (Pop III 天体) による重元素汚染を受けた後、さらなる重元素汚染を起こす銀河が周囲に存在しないため、吸収線 (Lyα forest) が金属量の下限値 (metallicity floor) を持つ可能性がある。金属量の測定には、Lyα forest とのブレンドが起こりにくい C IV $\lambda\lambda$1548,1551 を用いるのが一般的である。しかし IGM の金属吸収線は非常に弱く、直接的な検出が困難であるため、従来は Stacking 法 [76]、または Pixel-by-pixel 法 [18] という間接的な手法が用いられてきた。近年では取得データ S/N 比の向上にともない、Lyα forest に埋もれた O VI $\lambda\lambda$1032,1038 吸収線の検出も可能となった。その結果、柱密度が $10^{13.6}$ cm^{-2} 以上の Lyα forest（宇宙平均に対し 1.6 倍程度の密度）に対しては７割以上が金属吸収線を持ち、典型的な金属量が [Z/Z$_\odot$]~ -2.85 程度であることが分かっている (図 3.41) [113]。しかし、残された３割の Lyα forest が metallicity floor を持つのか、あるいは原始的な組成を持つのかは現時点では分かっていない。

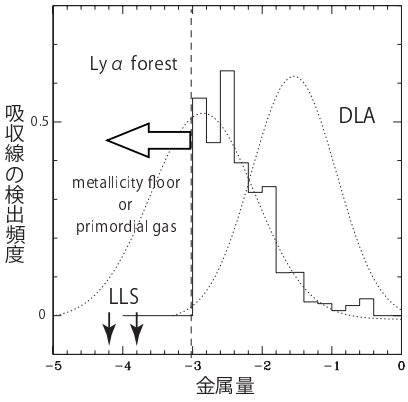


図 3.41: Lyα forest [113] と DLA [101] に対して評価された金属量の分布（点線）、および極端に小さな金属量を持つふたつの LLS [40] の金属量（下矢印）。2020 年代には検出限界を [Z/Z$_\odot$]~ -4 まで下げることが望まれる。

シミュレーションで見積もられている Pop III 天体による重元素汚染が、最大で [Z/Z$_\odot$]~ -3.5 程度である [78; 9] ことを考慮すると、検出限界を [Z/Z$_\odot$]~ -4 程度にまで下げることにより、第１世代星の痕跡に迫ることが出来るかもしれない。一方、柱密度が 2×10^{20} cm^{-2} よりも大きい Damped Lyman Alpha (DLA) system は銀河との関連が強いと考えられているが、実際に $z < 5$ においてホスト銀河からの重元素汚染による化学進化がみられる。分散はあるものの Lyα forest と比べて相対的に高い金属量を持つことが分かる (図 3.41) [101]。

ところが近年、両者の中間的な柱密度をもつ吸収線 (Lyman Limit System; LLS) の中に、Lyα forest よりも小さな金属量を有するものが $z \sim 3.3$ で２つ発見された [40]。宇宙平均の 100 倍以上の密度を有する LLS に、対応する金属吸収線が一つも検出されなかったのである。吸収線の検出限界を考慮し、また典型的な LLS に対する電離状態を仮定すると、これらの LLS に対する金属量は [Z/Z$_\odot$]~ -4.0 と見積もられる。近傍銀河に

よる重元素汚染（最大で数百 kpc にも広がる）はもちろんのこと、Pop Ⅲ 天体による重元素汚染すら充分に受けていない可能性がある。考えられる解釈としては、(1) ばら撒かれた重元素と IGM の混合が小さなスケールではまだ充分に進んでいない、(2) 吸収体の正体は銀河に流れ込む primordial なガスである、などが挙げられている。10 メートル級望遠鏡の観測時間を大量に投入して primordial な組成をもつ LLS のサーベイを行うことにより、宇宙規模での重元素の混合の一様性/非一様性が見えてくるかもしれない。上記 2 つの解釈については、LLS に対応するガスの内部構造の解明が不可欠であるが、これは次に述べる IGM の 3 次元トモグラフィーが利用できるだろう。

(b) 銀河間物質の 3 次元マッピング — 従来のクェーサーに対する高分散分光観測の結果から、Lyα forest は約 3h^{-1} Mpc のスケールでクラスタリング傾向を示すこと [115] が知られている。これは、数値流体シミュレーションで再現される大規模構造を反映していると考えられる [12]。クラスタリングスケールは晴れ上がり時の密度揺らぎに起源を持つバリオン音響振動の情報を提供するため、宇宙論パラメータの測定にも利用できる [87]。実際、SDSS-III/BOSS 計画 [24] では、150 万個の銀河とともに 15 万個のクェーサーのスペクトル上で検出された Lyα forest の情報を利用して、2%程度の精度で宇宙論パラメータの測定に成功している [25]。なお、実際に Lyα forest がみせる（視線方向と横断方向を含めた）3 次元的なクラスタリングスケールは、最大で 100h^{-1} Mpc 程度にまで達することが分かっている [114]。

この Lyα forest の 3 次元分光観測を、より多くの視線に対して行うことができれば、IGM の 3 次元マッピングを行うことも可能である [99]。重要なのは背景光源の空間数密度であるが、BOSS 計画の場合は ∼15 個 deg^{-2} 程度 ($g \leq 22$) であり、横断方向に対して $\sim 20\mathrm{h}^{-1}$ Mpc の空間分解能しか再現できない [15]。一方、背景光源として星形成銀河を用いた場合、空間数密度、空間分解能はそれぞれ ∼1000 個 deg^{-2} ($g \leq 25$)、∼2.3h^{-1} Mpc となる [71]。近年、この星形成銀河を背景光源とした 3 次元分光観測の実現可能性が検討され始めている [70]。必要な波長分解能 R は空間分解能程度でよく、赤方偏移 $z \sim 2.25$ で規格化すると、$R \geq 1,300 \left(\frac{1h^{-1}\mathrm{Mpc}}{d}\right)\left(\frac{1+z}{3.25}\right) \sim 1{,}000$ となる（d は空間分解能のスケール）。また擬似スペクトルを用いたシミュレーション結果から、S/N 比は 4 Å^{-1} 程度で十分であることが分かっている [70]。また、星形成銀河は静止波長の 1140 – 1190 Å において特徴的な輝線/吸収線を持たないため、この領域に限定すればクェーサーと同等な背景光源となる [6]。さらに多視線分光データの 3 次元化については、Wiener フィルター法とノンパラメトリック法という 2 つの手法が提案されている [71; 15]。これらの手法に対する予備観測は 10 メートル級望遠鏡を用いてすでに行われており、10h^{-1} Mpc スケールのクラスタリングの再現に成功している (図 2.10)。将来的には背景光源を約 1000 個に拡張する計画 (CLAMATO 計画) が立案されている [71] が、1h^{-1} Mpc スケールの詳細な構造に迫るためには、更に暗い星形成銀河を観測して、背景光源の密度を増やす必要がある。地上超大型望遠鏡では $g \sim 26$ の星形成銀河を 2 時間程度の積分で、$R \sim 1{,}000$、S/N∼ 3 で観測することが可能である。前例のない超高密度の多視線分光をすることにより、2020 年代には、IGM の 3 D トモグラフィーによる遠方宇宙 ($z > 2$) の大規模構造が、文字通り手に取るように分かる時代が到来するだろう。

3.5.7　系統誤差

ここまで 2020 年代に進展が期待できるサイエンスに触れた。今後の大規模サーベイデータを用いて、現在よりもはるかに大きなサンプルで統計的な研究も行われるだろう。それにより統計誤差は少なくすることはできるが、系統誤差は減らすことはできない。特に銀河サイエンスにおいては、銀河の物理量を観測から推定する場合に必然的に入る系統誤差が大きな問題となる。改善すべきいくつかの代表的な系統誤差を議論したい。

初期質量関数

初期質量関数 (IMF) は銀河の物理量を推定する様々な場面で登場する。星形成率や星質量はその主な例だろう。しばしば Salpeter[105] や Chabrier[13] が仮定されるが、両者だけで約 2 倍異なる星形成率や星質量が出てくる。これは大きな違いである。近年、近傍銀河の分光観測から IMF は銀河質量に依存していて、大質量銀河ほど bottom-heavy であるという示唆もある [131; 17; 11]. なぜ IMF が質量依存するか、その物理はまだ理解

されていないが、IMF が universal であるという仮定は楽観的すぎるであろう。IMF が時間や銀河の物理量にどう依存しているのかを観測的に明らかにすることは、銀河サイエンスにとって非常に基礎的で重要である。

2020 年代では地上超大型望遠鏡で遠方銀河の力学構造を探ることができる。AO を用いた近赤外 IFU 分光観測で、近傍銀河で Cappellari[11] らが行ったような力学解析を (ある程度明るい銀河に限られるが) することができる。Dwarf-sensitive な吸収線を用いる手法は、さすがに地上超大型望遠鏡をもってしても遠方では厳しいかもしれないが、近傍の小質量銀河を探り、現在までに調べられている質量レンジを低質量側へ広げるには有効だろう。また、HSC サーベイや広視野スペースサーベイからの大規模サーベイデータを用いて遠方における強い重力レンズ天体の統計サンプルを構築することも重要である。重力レンズから求めた質量と、分光より求まる力学質量、さらに種族合成モデルによる星質量を比べると強い制限がつけられる。小質量銀河や遠方銀河に適用するのは難しいかも知れないが、他の手法と独立な手法であるため、系統誤差を調べるには有効な手法である。

ダスト減光曲線

銀河の星質量といった物理量は、銀河の SED より求める場合がほとんどである。そこでは、上で述べた初期質量関数のようないくつかの仮定を置く必要があるが、最も不確定なものの一つとしてダスト減光曲線がある。これはダストのサイズ分布や、銀河内での星とダストの geometry で決まり、金属量と時間に依存する量である。しかし、ダスト減光曲線は universal であるとしばしば仮定され、系統誤差を生む。

観測的に遠方銀河における減光曲線を推定する方法はいくつかあるが、Ilbert ら [53] によるものは今後の大規模分光サーベイに応用できるかも知れない。端的には、静止系 > 3000Å では減光曲線はどれも似たような形をしていることを利用して、その波長帯でまず SED を撮像データでフィットし、そのベストフィットの SED テンプレートを UV 側で観測された測光と比較し、それを多数の天体に対して行うことで、静止系波長の関数としての減光量を銀河の性質の関数 (例えば、星質量) として推測する、というものである。大雑把な方法ではあるが、広視野宇宙望遠鏡による分光データをもとに、統計的に減光曲線を推測する手法になりうる。また当然であるが、理論的なダスト形成進化モデル [1; 94] の進展も極めて重要で、両者の整合性が得られればこの分野の一つの大きな成果となるだろう。ダストは SED フィットにおいて、銀河の年齢や金属量と縮退しているので、ダストを理解することができれば他の物理量の系統誤差を抑えることになり、その波及効果は大きい。

金属量測定

銀河研究ではガス金属量は酸素の存在比 12+log(O/H) で表されることが多い。酸素の存在比の最も信頼性の高い測定方法は、[O III]λ4363 などのオーロラ線と [O III]λ5007 などの星雲線の比から電子温度を推定し、[O II]$\lambda\lambda$3726, 3729 や [O III]$\lambda\lambda$4959, 5007 と Hβ の比から温度に依存した各イオン存在比を導出する方法 (direct 法) であるが、[O III]λ4363 輝線は非常に弱いため観測が容易ではない。そこで、強い輝線を用いた金属量推定が行なわれることが多く、[O II]$\lambda\lambda$3726, 3729 および [O III]$\lambda\lambda$4959, 5007 と Hβ の比を用いる方法 (R23 法) や [N II]λ6584 と Hα の比を用いる方法 (N2 法)、酸素と窒素を組み合せた方法 (O3N2 法) がよく用いられる。経験則的なこれらの手法に対して、光電離モデルなどを用いた理論的な裏付けも行なわれている [60]。

しかし、これらの手法の間で系統的なずれが存在することが近年指摘されており、絶対値として最大約 1 dex 程度の不定性があることが知られている [61]。また、最近の研究によると、高赤方偏移銀河では近傍と星間物質の物理状態が異なっているという示唆がなされている [62]。一部の手法は例えば電離パラメータなどにも強く依存するため、近傍で校正された方法を高赤方偏移銀河にも適用する場合には注意が必要となる。このような手法間の系統誤差を減らすためには、できるだけ電子温度を推定した direct 法で金属量を求めることが重要になる。現在のところ、高赤方偏移銀河の金属量を direct 法により求めた例は非常に限られている [134]。地上超大型望遠鏡や大口径宇宙望遠鏡を用いれば、より深い分光観測が期待できる。高赤方偏移においても [O III]λ4363 を検出して電子温度を見積もることが可能となり、手法による不定性の少ない金属量の測定を行なうことが可能となるだろう。

近年の大口径赤外線衛星の登場により、高赤方偏移ほどダストに覆われた銀河の全体の星形成率密度に対する寄与が大きいことが明らかになりつつある。ダストによる減光が強い銀河の場合、測定した金属量は銀河の

表面のみしか見ていない可能性がある。MZ 関係あるいは FM 関係の赤方偏移進化を議論する際には、できるだけダストの影響による不定性が少ない方法で金属量を評価することが重要である。今後、赤外線宇宙望遠鏡を用いた遠赤外線における種々の微細構造輝線の高感度分光観測に期待したい。

星の進化と積分された星形成史

星の集合体である銀河を理解する上で最も重要な情報の一つは銀河の星形成史である。しかしながら、星形成史を探る作業は極めて難しい。星形成活動によって生まれた若い星が銀河のスペクトルを支配し、古い星からの光を隠してしまうため [84]、撮像や分光観測から銀河の過去の星形成史を探るのは非常に困難になるからである。この問題を根本的に解決するのは、銀河を星に分解するという手法である。地上超大型望遠鏡の時代ではおとめ座銀河団付近までの銀河を星に分解することができ、実質的に全てのハッブルタイプの銀河を、孤立した銀河から銀河団銀河まで調べることができるようになる。これは画期的だろう。しかしながら、より遠方にある銀河に対しては星からの光を積分するしかなく、2020 年代でもこの問題は残り続けるであろう。

遠方銀河においてはまた別の問題も生じる。銀河の物理量は SED より求めることが多いが、この際に種族合成モデルを用いて星形成史を仮定する必要がある。銀河の星形成史は上に述べた理由で分からないので、単純のためいわゆる τ モデルがしばしば仮定されるが、ここが系統誤差を生む。これを改善する手法の一つは、銀河を空間分解し、銀河の場所場所において星質量を見積もり、それを足し合わせることだろう。これにより、銀河の中で局所的に星形成が起こっている場合、より正確に銀河の星質量が見積られると期待される。

最後に種族合成モデルの基礎になっている、星の進化トラックも改善が求められる。近年、thermal pulsation をしている AGB 星の寄与が Maraston [83] によって指摘され、大きな議論を巻き起こした。観測によれば、それらの星の近赤外における寄与は大きくないようであるが [16; 66; 140]、単にこれらの星がダストに覆われて見えていないだけかもしれず、赤外観測がこれらの星の存在量を理解するには重要であろう。これは例の一つで、horizontal branch の星の分布などまだ理解されていないものも多い [17]。 進化した星のモデリングは難しい問題だが、銀河サイエンスにおける種族合成モデルの重要性を考えると、ここも進展を期待したい。

3.5.8　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
稲見 華恵	National Optical Astronomy Observatory	§ 3.5.3
大薮 進喜	名古屋大学	§ 3.5.3
岡本 崇	北海道大学	§ 3.5.3
鍛冶澤 賢	愛媛大学	§ 3.5.4
小山 佑世	JAXA 宇宙科学研究所/国立天文台ハワイ観測所	§ 3.5.5
田中 賢幸	国立天文台ハワイ観測所 (班長)	§ 3.5.3, 3.5.7
田村 陽一	東京大学	§ 3.5.3
日影 千秋	名古屋大学	§ 3.5.6
三澤 透	信州大学	§ 3.5.6
矢部 清人	国立天文台/東京大学カブリ IPMU	§ 3.5.3, 3.5.7

参考文献

[1] Asano, R. S., et al. 2014, MNRAS, 440, 134
[2] Barro, G., et al. 2013, ApJ, 765, 104
[3] Berlind, A. A., Weinberg, D. H., 2002, ApJ, 575, 587
[4] Behroozi, P. S., et al. 2012, ApJ, 770, 57
[5] Behroozi, P. S., et al. 2013, ApJL, 762, L31
[6] Berry, M., et al. 2012, ApJL, 749, 4

表 3.5: 必要とする望遠鏡、装置

テーマ	必要な観測、データ	想定する観測装置
星形成の物理		
$z > 4$ の赤外線でみる星形成率	サブミリ波、ミリ波広視野撮像	高分解能電波望遠鏡、 大口径サブミリ波望遠鏡
銀河内でのガスの運動	可視光線・近赤外線面分光観測	地上超大型望遠鏡、大口径宇宙望遠鏡
星形成効率の銀河内における分布	サブミリ波による撮像	高分解能電波望遠鏡
化学進化	広視野および高感度近赤外分光観測、遠赤外分光観測	多天体ファイバー分光器、地上超大型望遠鏡、大口径宇宙望遠鏡、赤外線宇宙望遠鏡
星形成を止める物理機構の解明	高空間解像度 3 次元近赤外分光	地上超大型望遠鏡、大口径宇宙望遠鏡
星質量とハロー質量関係の進化	広視野可視近赤外撮像・分光観測	可視広視野撮像装置、多天体ファイバー分光器
銀河間物質の 3 次元マッピング	可視中分散（多天体）分光	可視分光装置, 地上超大型望遠鏡
第 1 世代星による重元素汚染の探査	可視高分散分光サーベイ	可視高分散分光装置, 地上超大型望遠鏡
形態獲得の物理		
ハッブル系列発現期の銀河内部構造解明	高空間解像度 3 次元分光	地上超大型望遠鏡、GLAO、大口径宇宙望遠鏡
遠方宇宙大規模構造に沿った爆発的星形成銀河の探査	広視野中間＋遠赤外線撮像	赤外線宇宙望遠鏡
$z > 1$ における形態の詳細	(超高感度) 超高空間分解能近赤外線撮像	地上超大型望遠鏡、 大口径宇宙望遠鏡
$z = 2 - 3$ 銀河からハッブル系列への進化、環境依存性	広視野高空間分解能近赤外撮像、高空間分解能近赤外多天体面分光	広視野宇宙望遠鏡、GLAO、地上超大型望遠鏡
merger rate の進化	広視野高空間分解能近赤外撮像、広視野（超）多天体分光装置	広視野宇宙望遠鏡、多天体ファイバー分光器
$z > 1$ における星の力学状態	超高感度高空間分解能近赤外線面分光	地上超大型望遠鏡、大口径宇宙望遠鏡
大質量 compact 銀河の形成過程	遠赤外線分光	赤外線宇宙望遠鏡
構造形成と環境効果の発現		
原始銀河団 ($z > 3$) の系統的探査	広視野可視＋近赤外撮像	可視広視野撮像装置、広視野宇宙望遠鏡

[7] Bower, R. G., et al. 2006, MNRAS, 370, 645
[8] Brammer, G. B., et al. 2011, ApJL, 739, 24
[9] Bromm, V., et al. 2001, MNRAS, 328, 969
[10] Burgarella, D., et al. 2013, A&A, 554, AA70
[11] Cappellari, M., et al. 2012, Nature, 484, 485
[12] Cen, R., et al. 1994, ApJL, 437, L9
[13] Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
[14] Conroy, C., et al. 2006, ApJ, 647, 201
[15] Cisewski, J., et al. 2014, MNRAS, 440, 2599
[16] Conroy, C., & Gunn, J. E. 2010, ApJL, 712, 833
[17] Conroy, C., & van Dokkum, P. G. 2012, ApJL, 760, 71

[18] Cowie, L. L., & Songaila, A. 1998, Nature, 394, 44
[19] Croton, D. J., et al. 2006, MNRAS, 365, 11
[20] Daddi, E., et al. 2005, ApJ, 626, 680
[21] Daddi, E., et al. 2007, ApJL, 670, 156
[22] Daddi, E., et al. 2010, ApJL, 714, L118
[23] Davé, R., et al. 2011, MNRAS, 416, 1354
[24] Dawson, K. S., et al. 2013, AJ, 145, 10
[25] Delubac, T., et al. 2014, arXiv:1404.1801
[26] Dekel, A. & Birnboim, Y. 2006, MNRAS, 368, 2
[27] Dekel, A., et al. 2009, ApJ, 703, 785
[28] Di Matteo, T., et al. 2005, Nature, 433, 604
[29] Elbaz, D., et al. 2007, A&A, 468, 33
[30] Elmegreen, D. M., et al. 2009, ApJ, 701, 306
[31] Ellison, S. L., et al. 2008, ApJ, 672, L107
[32] Emsellem, E., et al. 2011, MNRAS, 414, 888
[33] Erb, D. K., et al. 2006, ApJ, 644, 813
[34] Fabian, A. C. 2012, ARAA, 50, 455
[35] Feldmann, R., & Mayer, L. 2015, MNRAS, 446, 1939
[36] Förster Schreiber, N. M., et al. 2009, ApJ, 706, 1364
[37] Förster Schreiber, N. M., et al. 2011, ApJ, 731, 65
[38] Förster Schreiber, N. M., et al. 2011, ApJ, 739, 45
[39] Förster Schreiber, N. M., et al. 2014, ApJ, 787, 38
[40] Fumagalli, M., et al. 2011, Science, 334, 1245
[41] Gallazzi, A., et al. 2005, MNRAS, 362, 41
[42] Genzel, R., et al. 2010, MNRAS, 407, 2091
[43] Genzel, R., et al. 2011, ApJ, 733, 101
[44] Genzel, R., et al. 2014, ApJ, 785, 75
[45] Giavalisco, M., et al. 2011, ApJ, 743, 95
[46] Gobat, R., et al., 2011, A&A, 526, AA133
[47] Granato, G. L., et al. 2004, ApJ, 600, 580
[48] Gruppioni, C., et al. 2013, MNRAS, 432, 23
[49] Guo, Y., et al. 2015, ApJ, 800, 39
[50] Hayashi, M., et al. 2010, MNRAS, 402, 1980
[51] Hearin, A. P., Watson, D. F., 2013, MNRAS, 435, 1313
[52] Hodge, J. A., et al. 2013, ApJ, 768, 91
[53] Ilbert, O., et al. 2009, ApJL, 690, 1236
[54] Immeli, A., et al. 2004, ApJ, 611, 20
[55] Inami, H., et al. 2013, ApJ, 777, 156
[56] Johansson, P. H., et al. 2009, ApJL, 697, L38
[57] Kartaltepe, J. S., et al. 2012, ApJ, 757, 23
[58] Kassin, S. A., et al. 2012, ApJ, 758, 106
[59] Kawabe, R., et al. 2013, New Trends in Radio Astronomy in the ALMA Era: The 30th Anniversary of Nobeyama Radio Observatory, 476, 425
[60] Kewley, L, J. & Dopita, M. A. 2002, ApJS, 142, 35
[61] Kewley, L. J., & Ellison, S. L. 2008, ApJ, 681, 1183
[62] Kewley, L. J., et al. 2013, ApJ, 774, L10

[63] Kormendy, J., & Ho, L. C. 2013, ARAA, 51, 511
[64] Koyama, Y., et al. 2013, MNRAS, 428, 1551
[65] Koyama, Y., et al., 2013, MNRAS, 434, 423
[66] Kriek, M., et al. 2010, ApJL, 722, L64
[67] Kulas K. R., et al., 2013, ApJ, 774, 130
[68] Law, D. R., et al. 2012, Nature, 487, 338
[69] Leauthaud, A., et al., 2012, ApJ, 744, 159
[70] Lee, K.-G., et al. 2014a, ApJL, 788, 49
[71] Lee, K.-G., et al. 2014b, ApJL, 795, LL12
[72] Le Fèvre, O., et al. 2000, MNRAS, 311, 565
[73] Lequeux, J., et al. 1979, A&A, 80, 155
[74] López-Sanjuan, C., et al. 2013, A&A, 553, A78
[75] Lotz, J. M., et al. 2008, ApJ, 672, 177
[76] Lu, L., et al. 1998, arXiv:astro-ph/9802189
[77] Lu, L., et al., 2015, ApJ, 802, 11
[78] Mackey, J., et al. 2003, ApJL, 586, 1
[79] Madau, P., & Dickinson, M. 2014, ARAA, 52, 415
[80] Magdis, G. E., et al. 2012, ApJ, 760, 6
[81] Maiolino, R., et al. 2008, A&A, 488, 463
[82] Mannucci, F., et al. 2010, MNRAS, 408, 2115
[83] Maraston, C., et al. 2006, ApJL, 652, 85
[84] Maraston, C., et al. 2010, MNRAS, 407, 830
[85] Masaki, S., et al. 2013, MNRAS, 436, 2286
[86] Matsuda, Y., et al., 2011, MNRAS, 416, 2041
[87] McDonald, P., & Eisenstein, D. J. 2007, PhRvD, 76, 063009
[88] McNamara, B. R., et al. 2009, ApJL, 698, 594
[89] Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, ApJ, 464, 641
[90] Mortlock, A., et al. 2013, MNRAS, 433, 1185
[91] Muzzin, A., et al. 2013, ApJL, 777, 18
[92] Nagao, T., et al. 2011, A&A, 526, 149
[93] Noguchi, M. 1999, ApJ, 514, 77
[94] Nozawa, T., et al. 2015, MNRAS, 447, L16
[95] Okamoto, T., et al. 2008, MNRAS, 385, 161
[96] Okamoto, T., et al. 2014, PASJ, 66, 70
[97] Oser, L., et al. 2010, ApJ, 725, 2312
[98] Peng, Y., et al., 2010, ApJ, 721, 193
[99] Pichon, C., et al. 2001, MNRAS, 326, 597
[100] Prochaska, J. X., et al. 2014, ApJL, 796, 140
[101] Rafelski, M., et al. 2012, ApJL, 755, 89
[102] Riechers, D. A., et al. 2013, Nature, 496, 329
[103] Rodighiero, G., et al. 2011, ApJL, 739, LL40
[104] Salmon, B., et al. 2015, ApJ, 799, 183
[105] Salpeter, E. E. 1955, ApJL, 121, 161
[106] Sanders, R. L., et al. 2015, ApJ, 799, 138
[107] Savaglio, S., et al. 2005, ApJ, 635, 260
[108] Schreiber, C., et al. 2015, A&A, 575, 74

[109] Shapley, A. E. 2011, ARAA, 49, 525
[110] Shimakawa, R., et al. 2015, MNRAS, 448, 566
[111] Shimasaku, K., et al. 2001, AJ, 122, 1238
[112] Silk, J. & Rees, M. J. 1998, A&A, 331, L1
[113] Simcoe, R. A., et al. 2004, ApJL, 606, 92
[114] Slosar, A., et al. 2011, JCAP, 9, 001
[115] Smette, A., et al. 1995, A&AS, 113, 199
[116] Solomon, P. M., & Vanden Bout, P. A. 2005, ARAA, 43, 677
[117] Sommariva, V., et al. 2012, A&A, 539, 136
[118] Spinoglio, L., et al. 2012, ApJ, 745, 171
[119] Springel, V., et al. 2005, MNRAS, 361, 776
[120] Steidel, C. C., et al. 2014, ApJ, 795, 165
[121] Strateva, I., et al. 2001, AJ, 122, 1861
[122] Tacconi, L. J., et al. 2010, Nature, 463, 781
[123] Tacconi, L. J., et al. 2013, ApJ, 768, 74
[124] Tamura Y., et al., 2009, Natur, 459, 61
[125] Tanaka, M., et al. 2005, MNRAS, 362, 268
[126] Tanaka M., et al. 2010, ApJ, 716, L152
[127] Tasca, L. A. M., et al. 2014, A&A, 565, A10
[128] Tremonti, C. A., et al. 2004, ApJ, 613, 898
[129] Turner, M. L., et al. & Strom, A. L. 2014, MNRAS, 445, 794
[130] van den Bergh, S., et al. 1996, AJ, 112, 359
[131] van Dokkum, P. G., et al. 2010, ApJ, 709, 1018
[132] Vogelsberger, M., et al. 2014, MNRAS, 444, 1518
[133] Yabe, K., et al. 2014, MNRAS, 437, 3647
[134] Yuan, T.-T., & Kewley, L. J. 2009, ApJ, 699, L161
[135] Whitaker, K. E., et al. 2012, ApJL, 754, LL29
[136] Whitaker, K. E., et al. 2014, ApJL, 795, 104
[137] Yang, X., et al. 2003, MNRAS, 339, 1057
[138] Zehavi, I., et al., 2011, ApJ, 736, 59
[139] Zahid, H. J., et al. 2014, ApJ, 792, 75
[140] Zibetti, S., et al., 2013, MNRAS, 428, 1479

3.6 銀河系・局所銀河群

3.6.1 今後の方向性

「2010 年代の光赤外天文学」において、銀河系・局所銀河班は、「恒星分離」、すなわち個々の星の測光や分光などにもとづく銀河構造・形成進化の解明を大きな方向として打ち出した。銀河系中心のブラックホールや銀河ハローの部分構造、銀河系周辺の矮小銀河やアンドロメダ銀河のハロー構造の解明にむけて、この方向での研究は大きく進展してきているといえる。

2020 年代に向けて、恒星分離にもとづく銀河系・局所銀河群の研究は次の段階に入ることが期待される。観測手段としては、2014 年から観測を開始した Gaia のデータが本格的に出てくる。日本の JASMINE 計画などの位置天文観測の進展も期待される。これらに合わせた分光サーベイも進んでおり、すばる望遠鏡では HSC・PFS による広視野撮像・分光サーベイが進むことが見込まれる。そして、分光フォローアップ観測の強力な手段として超大型望遠鏡 TMT も完成予定である。これまでは、比較的近傍に存在する天体という限定的なサンプルから銀河系・局所銀河の一般的な理解を得るための努力が積まれてきたが、その限界を突き破り、広く銀河系の各構造の星の直接的な分光観測や、銀河系から離れた矮小銀河の観測が期待できる。また、固有運動の測定精度が飛躍的に高まることで、天体の 3 次元的な運動の測定にもとづく研究も発展する。

この章では、銀河系中心・バルジ構造から局所銀河群の構造にいたるまで、順に課題を整理する。「2010 年代の光赤外天文学」に比べると、特に銀河中心の研究テーマが加わったこと、固有運動にもとづく研究が広範に期待されることなどが特徴である。

3.6.2 銀河系中心・バルジ

宇宙の巨大ブラックホールは、1960 年代に活動銀河中心核のエネルギー源としてその存在が認識されたが、その後の観測により、銀河系を含め大きな銀河の中心には巨大ブラックホールが普遍的に存在することが明らかとなった。しかしながら、巨大ブラックホールがどのようにして形成されたかはいまだに明らかにされておらず、半世紀におよぶ天文学の大問題となっている。また、ブラックホール質量は、銀河バルジ質量の約 1/1000 になっているという関係 (ブラックホール - バルジ関係) が、バルジ質量 3 桁 (10^9–$10^{12}\,M_\odot$) にわたって成り立つことが見出され、巨大ブラックホールが銀河バルジと深く関係して形成されることが明らかとなった。これは、巨大ブラックホールの起源の解明にとって重要なヒントとなる (3.3 節参照)。

銀河系中心の巨大ブラックホールについては、他の銀河のものに比べると周辺の星や環境をはるかに詳しく調べることが可能であるという利点がある。これにより、質量分布やその形成過程の解明に重要な研究対象であるとともに、一般相対論の検証という物理の実験場としても重要な対象である。

銀河系中心の巨大ブラックホール–一般相対論検証の実験場

銀河系中心近傍の星の軌道が正確に測定されるようになった結果、銀河系中心の巨大ブラックホールの存在が確かめられつつある。約 16 年で巨大ブラックホールを周回する星 S2(S0-2) の最接近距離は、およそ 0.5 mpc ($\sim 1400\ R_S$、R_S はシュバルツシルト半径) である (図 3.42, [48])。半径 0.5 mpc の狭い領域に約 $4.4 \times 10^6 M_\odot$ の質量を維持することは、ブラックホール以外の天体では難しい。

S2 のような星は、巨大ブラックホールの重力場の中を移動するテスト粒子として扱うことができる。位置測定精度が向上すれば、星軌道の歳差運動、つまり巨大ブラックホールによる一般相対論効果が見えてくるはずである。8 m 級望遠鏡による星の位置測定では 0.1 mas (~ 1 AU)、固有運動では 0.04 mas y^{-1} ($\sim 1.5\,\mathrm{km\,s}^{-1}$) の精度まで達成されるようになった ([128]、ともに相対アストロメトリの場合)。30 m 級望遠鏡使えば位置精度が 1 桁以上、検出される星の数が 2 桁向上すると期待されている。2020 年代には星のアストロメトリによる相対論の検証が行われることは間違いない。

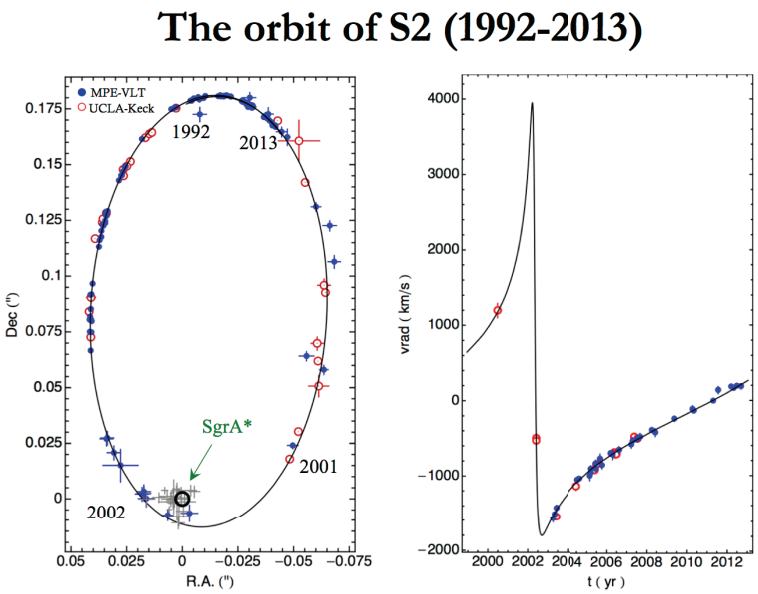


図 3.42: 銀河系の中心にある巨大ブラックホールを周回する星 S2 の軌道 (左) と視線速度の変化 (右)。ともに 1992 年から 2013 年までのデータがプロットされており、青は NTT/VLT、赤はケック望遠鏡による観測結果。左図は原点に巨大ブラックホール Sgr A* がある。S2 の最接近距離は 0.01 秒角程度 (約 0.5 mpc) である。画像は Max Planck グループによる (http://www.mpe.mpg.de/369216/The_Orbit_of_S2)。

また、星の視線速度測定による一般相対論効果の検証でも大きな発展が期待できる。星の軌道がケプラー軌道からずれると、星の天空面上の軌道 (図 3.42 左) だけでなく、視線速度の時間変化 (図 3.42 右) にも影響が現れる。約 $1\,\mathrm{km\,s^{-1}}$ の視線速度測定精度が達成できれば (自転を考慮しない) 巨大ブラックホールによる空間のゆがみを、約 $0.01\ \mathrm{km\,s^{-1}}$ が達成できれば巨大ブラックホールの自転による frame-dragging 効果を、S2 の観測から検出できるようになる [7]。現状の視線速度測定精度は約 $20\ \mathrm{km\,s^{-1}}$ であるが ([46]、ケック望遠鏡/OSIRIS)、8 m 級望遠鏡 + 近赤外線高分散分光器 ($R > 50,000$) にレーザー周波数コム等を搭載した装置 (Subaru/IRD など)、30 m 級望遠鏡の近赤外線高分散分光器などにより測定精度の大きな向上が期待できる。$0.01\ \mathrm{km\ s^{-1}}$ の精度達成には安定な分光器の搭載が必須である。

ブラックホール合体による巨大ブラックホール形成

巨大ブラックホールの起源の解明において、最も重要な問題は角運動量問題である。銀河のスケールでの天体形成においては、宇宙初期の線形密度ゆらぎの重力トルクにより、重力エネルギーの 0.1 %程度の回転エネルギーを獲得する。巨大ブラックホールを作るためには、この角運動量を 1 億分の 1 にしなければならない。

これまで考えられてきた巨大ブラックホール形成の物理は、1) 降着ガス円盤による角運動量輸送と、2) 多体粒子系の近接相互作用 (スリングショット) による合体、に大別される。活動銀河中心核のエネルギー源は、巨大ブラックホールへのガス降着であると考えられているが、質量が比較的小さい巨大ブラックホールの形成については観測的制限が得られていない。一方、銀河形成の標準理論である冷たい暗黒物質モデルに従えば、銀河は小銀河の合体過程で生まれ、特に銀河バルジは、非散逸的な銀河合体によって形成されるとされる。銀河合体によってより大きな銀河が作られたとき、元々の銀河が持っていたブラックホールも取り込まれるはずであるが、ほとんどの場合、観測される巨大ブラックホールは銀河の中心に 1 つだけ存在しており、何らかのブラックホール合体過程が起こったものと考えられ、研究の焦点となっている。

巨大ブラックホールの合体は、数 pc 以下のスケールではブラックホール間の距離を小さくするメカニズムがみあたらないため、困難とされてきた [13] が、近年になり、一般相対論効果を入れた高精度 N 体計算により、ブラックホールと銀河内の星との力学的摩擦により、ブラックホール多体系が連続的な合体を起こせるこ

とが示された [116][117]。ブラックホール合体が起こると、星の分布にその痕跡を残す。よって、バルジの星分布からブラックホール合体の観測的証拠を得ることができれば、巨大ブラックホール形成の理解に加え、銀河形成標準理論の検証となる。

ブラックホールの合体プロセスがあると、ブラックホールまわりおよそ 10∼100 pc にわたり星の密度分布、あるいは速度分布に影響を与える。こうした銀河中心領域における星の位置、運動の影響について位置天文観測を行う事により、合体プロセスが本当にあったのかどうかを判断する事が可能である。これはスペースからの次世代位置天文観測によって明らかにされる。

銀河系中心・バルジの質量分布–巨大ブラックホールへの物質供給過程

現在、多くの銀河中心領域の観測が行われ、銀河中心の高い質量集中を巨大ブラックホールによるものと考え、銀河バルジとの相関が議論されているが、確固たる巨大ブラックホールの証拠と言えるのは、水メーザーによる数例の観測 (NGC 4258 など) と、20 年にわたる星軌道観測による天の川銀河中心 (Sgr A*) のみである。このうち、詳細な位置天文観測により、星の位相空間分布が分かるのは、天の川銀河中心をおいて他にはない。Sgr A*は活動銀河中心核ではなく、現在巨大ブラックホールの成長が止まっている段階にあると考えてよい。ブラックホールの成長を理解するには、それへの物質供給過程の解明が必須である。

天の川銀河のバルジは、楕円銀河のような古典的バルジではなく、擬似バルジ (pseudo-bulge) になっている。擬似バルジは、銀河円盤の力学進化によって作られるとする説があるが、最近の計算で、宇宙論的な銀河形成で直接作られる可能性も示されている。

一方、天の川銀河中心領域には、CMZ(Central Molecular Zone) とよばれる巨大分子雲が多数存在する領域がある。この分子雲には、大きな星団と $10^{4-5}\,M_{\odot}$ 程度の中間質量ブラックホールが存在する可能性が考えられている。銀河系中心核バルジ内の星の位置と速度に関する位相空間情報が求まれば、軌道群の判別と棒状構造の重力場が求まり、中心核バルジでのガスや星、星団 (その中心に含まれると考えられている中間質量ブラックホール) の角運動量輸送が明らかになる。そして、中間質量ブラックホールやガスの落下や内部リンドブラッド共鳴領域 (ILR) から Sgr A*への質量降着が起こるか否かを確かめることが可能となる。

こうした角運動量の損失効果による物質供給機構は本質的にはバルジの力学構造、すなわち重力ポテンシャルによって決定づけられる。ブラックホールへの物質供給機構を理解し、ひいてはバルジと巨大ブラックホールの共進化を理解する上で必要不可欠な銀河系中心領域における重力ポテンシャルの解明を行う。

重力ポテンシャルを含む銀河系の力学構造は棒状構造のサイズや偏平度、更には星の回転速度、中心コア半径、パターン速度といったパラメータでおよそ特徴づけられるが、そうした特徴を兼ね備えた銀河系の力学モデルは、小型 JASMINE のような次世代位置天文観測衛星によって測定される銀河中心領域の星の位置や運動により検証される。また、物質供給機構に関して、内部バーが重要な役割を担っている [86] が、その内部バーの強さにはあまり依らず、パターン速度が $200\,\mathrm{km\,s^{-1}\,kpc^{-1}}$ を超えると銀河中心領域への物質の供給がスムーズに効率的に行われる事が示されている。従ってパターン速度を定量的に求める事は物質供給機構の理解にとって非常に重要となっている。

Central Molecular Zone(CMZ：中心分子雲帯) における星団形成とその進化

銀河系の中心から 100–200 pc の領域には前述のように CMZ と呼ばれる領域がある。これはバーに沿って落ちてきたガスが x2 軌道、x1 軌道と呼ばれる異なる軌道が交わるところで角運動量を失い、x2 軌道にガスがリング状に溜まっている領域で、バーを持つ銀河では普遍的に存在する。一方、銀河系の中心部 ($\sim 30\,pc$) で見つかっている Arches や Quintuplet といった若い星団はこの CMZ で巨大分子雲どうしが衝突したことで星形成を起こし、またそれによって角運動量を失い、銀河系中心に落ちてきたと考えられている。このため、これらの星団は銀河系中心の進化を考えるうえでとりわけ重要なサンプルといえる。

現在 Arches については、ケック望遠鏡による観測で、4 年間での星の位置のずれから星団の固有運動が $212\pm29\,\mathrm{km\,s^{-1}}$ と求められている。さらに、視線方向の位置と銀河のポテンシャルを仮定し軌道を過去にさか

のぼることで、その遠点は CMZ あたりであると言われている [110]。一方、Quintuplet については、まだ軌道は計算されていない。これらの星団の速度が正確にわかれば、銀河系中心のポテンシャルについて強い制限がつけられるのと同時に、これらの星団がどこから来たのかを明らかにできる。

Arches 星団については、H バンドで 11.5 等級より明るい星が存在するため [111]、位置や運動を観測する事が可能である。星団はバーに沿って短時間で銀河系中心に近づくことができると考えられるが、実際どのような軌道を取るのかを解析的に求めるのは非常に難しい。一方、N 体シミュレーションでは星団の軌道や、星団のメンバーだったが潮汐破壊によって星団から剥がれた星の軌道を知ることができる。実際の星団の運動とシミュレーションの結果を比較することで、銀河系中心部のポテンシャル場と星団の故郷の両者について明らかにすることが出来るが、それは次世代スペース位置天文衛星による観測で可能となる。

さらに、最近の ASTE 電波望遠鏡を用いた観測によれば、CMZ 領域に高温・高密度の分子ガス塊が存在することがわかり、それらの年齢は 6 万年程度であり、太陽の 10 万倍以上の巨大な星団が埋もれていると推測されている。このような巨大星団の内部では中質量ブラックホールが生成されると考えられており、銀河系中心の巨大ブラックホールの種となる可能性がある [89]。星団そのものはまだ見つかっていないが、小型 JASMINE でこれらの星団の位置と固有速度が求まれば、銀河中心巨大ブラックホールの起源を解明する大きな手掛かりとなる。

巨大ブラックホールと中心核星団、銀河の共進化

「巨大ブラックホールと活動銀河核」の節 (3.3 節) で詳しく述べられているように、巨大ブラックホールと母銀河の共進化を理解するための研究が進められているが、これに加えて、銀河の中心にある中心核星団 (nuclear star cluster) も近年注目を浴びつつある。巨大ブラックホールと同様、中心核銀河団もほぼすべての銀河の中心に存在し (例えば、[18; 30])、母銀河との何らかの相関関係が示唆されている (例えば、[38; 49])。巨大ブラックホールと母銀河はあまりに空間スケールの違いが大きいので、もし巨大ブラックホール-中心核星団-母銀河の相関関係が本当に存在するのであれば、まずは巨大ブラックホール–中心核星団、中心核星団–母銀河それぞれの関係の理解が、巨大ブラックホール-母銀河の関係への理解とつながる可能性がある。

銀河系の中心核星団は、星ひとつひとつに分解でき、その成因を研究できる格好のターゲットである。特に、他の銀河では不可能な星の固有運動を測定することで、それぞれの星の形成 · 進化過程を知るための重要な情報が得られる。中心の半径 0.5 pc ($\sim 0.2'$) に関しては、8 m 級の望遠鏡と面分光装置を用いた詳細な観測がすでに行われているが、中心核星団は 10 pc 以上にわたって広がっており、その全体像はまだ得られていない。すばる望遠鏡で計画されている近赤外線の広視野撮像装置と GLAO などにより、中心核星団全体にわたる固有運動の測定や、狭帯域フィルターを用いた星の分類を行う [1]。

バルジの高金属量星と構造

バルジ構造には高金属量の星が多数検出されており、明るい赤色巨星やマイクロレンズ効果で増光された主系列・準拠巨星の分光観測による化学組成の測定が行われてきた。バルジには年齢の高い星が多いが、なかには年齢が低く、金属量が非常に高い星も見出されている。ただし、これらの観測ではサンプルが小さく、またバイアスもあると見られており、大口径望遠鏡によって主系列・準拠巨星を中心に系統的な高分散分光観測を行うことが重要である。詳細は「TMT で切り開く新しい天文学」6.6 節を参照されたい。

また、銀河系バルジが空間分布・力学・化学的な観点から単純な擬似バルジではなくいくつかの細かな構造 (金属量の高い成分や低い成分、あるいは古典バルジ) に分けられることが分かってきた [87] 。しかし、現状では運動の情報が視線速度しかないこと、サンプル数もまだ十分でなく、化学組成の不定性も大きいことが原因で各構造が真に独立した構造かは不明である。今後銀河系バルジの各構造のより詳しい性質を調査し、その形成史に迫っていくために次世代のスペース位置天文観測や大規模高分解能分光サーベイが期待される。

3.6.3 円盤構造

円盤の若い成分の構造

銀河系円盤は、天の川銀河に存在するほとんどの星間物質とその星の多くが集まっている銀河の骨格部分である。しかし、銀河系円盤の星の分布を天の川銀河の広い範囲について調べることは容易ではない。その原因としては、大きな星間減光と各天体までの距離を求めることが難しいという 2 つが大きい。銀河面に存在するダスト (固体微粒子) によって減光が起こるために、天の川銀河の中でも遠い天体は可視光線で観測することが出来ない。ほとんどのガスが銀河回転に沿って動いていることを利用して円盤中のガスの位置を推定する手法が利用されるのに対し、星の場合は円盤中でも様々な運動をもつものが混在しているため、同じ方法 (運動学的距離) で星の分布を再現するのは困難である。その運動自体が銀河系の構造や進化の研究において大きな意味を持つことを考えても、運動学的距離以外の方法で距離を見積もることが重要である。

VERA や VLA によって行われている VLBI 観測 [124; 17] では、数 kpc から 10 kpc 程度の広い範囲の天体に対して年周視差を計測できるため、ここ数年で銀河系円盤の構造を探るために大きな役割を果たしている。特に、大質量星形成領域のメーザ輝線に対する VLBI 観測は大きな成功を収め、銀河系渦状腕の正確な構造が得られつつある。最近の論文 [51; 97] では数十から百個程度の大質量星形成領域の分布が議論されているが、この個数は今後数年で 300–500 程度までに増えるであろう。さらに、バルジの向こう側の円盤中にあるメーザ輝線天体 [26] など、銀河系の様々な領域にあるトレーサの探査も進んでいる。2020 年代に向けてそれらの天体の年周視差が測定できるようになれば、銀河系円盤の若い成分 (ガスや星形成領域) の分布を正確に描き出すことが可能になるであろう。

一方、様々な年代の星の分布について、今後大きな役割を果たすと期待されるのが Gaia 衛星 [42] で、その年周視差決定精度は VLBI に匹敵する約 10 マイクロ秒角である。したがって、10 kpc 近くの天体まで精度のよい距離決定を行うことが可能になる。同等の精度であるとはいえ、VLBI による観測が電波で明るい天体についてしか行えないのに対して、20 等級 (精度の高い年周視差測定は 15 等級) に近い天体まで可視光で観測を行う Gaia 衛星が天文学全体に与える影響は大きい。1989 年に打ち上げられた Hipparcos 衛星が年周視差を決定できるのは 100 pc 程度までと太陽系近傍に限られていたが、Gaia 衛星では銀河系の広い範囲の星の分布を調べることができる。Gaia 衛星は 2023 年頃までに多くの星の位置や運動 (固有運動) を出すと見込まれ、それにあわせて膨大な数の星に対する詳細な観測・研究もさかんに行われるであろう。

しかしながら、Gaia 衛星も当然万能ではない。銀河系円盤の研究におけるその重要な制約は星間減光の大きな天体を観測できないということである。この点で、近赤外線での観測を計画している JASMINE [63] は、Gaia 衛星と相補的な役割を果たすと期待される。一方、セファイド、RR ライリ、ミラなどの脈動変光星は、周期光度関係から個々の星の距離を測定することが可能であり、近赤外線でも明るいことから銀河系円盤の重要なトレーサである。恒星進化や脈動の理論に基づいて年齢・質量の情報が得られることも、天の川銀河の構造や恒星種族を調べる上での利点である。ハローの構造については、RR ライリがすでに重要な役割を果たしている [105] 。円盤中でも、そこに存在する変光星の探査が進めば、各種の変光星に代表される星がどのように分布しているかを明らかにできる。ただし、大きな星間減光という障壁もあり、銀河面領域の変光星の探査はいまだ不十分である。たとえば、[35] には最近行われてきた探査についてのレビューがあるが、その多くは銀河面領域以外に重点を置いている。それでも、5 年ほど前から銀河面領域についても変光星探査がさかんに進められてきている。南半球では Optical Gravitational Lenzing Experiment-IV (OGLE-IV[91]、2010 以降) と VISTA Variables in the Vía Láctea Survey (VVV [125]、2010 以降)、北半球では木曽シュミット望遠鏡と木曽超広視野カメラ KWFC による KWFC Intensive Survey of the Galactic Plane (KISOGP、2012 年以降) が挙げられる。Palomar Transient Factory (PTF [92]) は、2009 年から観測が始まっていたものの銀河面の観測を始めたのは 2013 年後期以降である。たとえば、Dekany ら [34] は、VVV のデータを使ってバルジの向こう側の円盤領域にあるセファイドを発見した。2020 年代には、銀河系円盤全体の変光星の分布から、円盤の構造を描き出すことが可能になると期待される。OB 型星や散開星団を利用して銀河系円盤の構造を探る研究も行われているが、脈動変光星の場合と同様に、広い範囲の構造を明らかにするのは今後の研究に委ねられてい

る [25]。

減光マップと分光による円盤諸構造の解明

太陽系近傍から、星間減光のそれほど大きくない銀河面から少し外れた領域の構造の解明には、Gaia 衛星によるデータが有効である。その研究の途上で重要な課題となるのが、銀河円盤の三次元減光マップの作成である。現在、レッドクランプ星などを利用して減光マップの作成が試みられているが、まだまだその精度や分解能は限られている。今後、Gaia 衛星による年周視差測定も含め各手法による恒星の距離測定に基づいて徐々にマップの作成が進み、それが得られることによって、さらに様々な天体の距離を高い精度で測定することが可能になるであろう。2020 年代には、これらの探査で見つかったトレーサによる銀河系円盤の地図作りから、さらに分光観測に基づく運動と化学組成の調査、それに基づく銀河系の進化のシナリオ構築が進められるであろう。

太陽系近傍が主な対象であるが、SEGUE [107]、RAVE [96] をはじめとする大規模な分光観測サーベイは、ここ 10 年ほどで銀河系円盤の研究に大きな飛躍をもたらした。APOGEE [107]、LAMOST [74]、Gaia-ESO [43]、GALAH [44]、Gaia [42] など今後多くの成果が期待されるプロジェクトのほか、APOGEE-South [107]、4MOST [3] などの観測計画も進められている。分光観測による運動や化学組成の情報を取り組むことが可能になる銀河系円盤についての重要な課題の例として、(1) 薄い円盤 (thin disk) と厚い円盤 (thick disk) の分離とその進化についての理解 [21; 79; 82]、(2) フレアやモノセロス・リングのような円盤外縁部の構造の解明 [55; 84; 66; 83]、(3) 渦巻き腕の形状とそこに付随する星の運動による渦巻き腕の形成機構への示唆 [41; 68]、などが挙げられる。また、銀河系円盤の進化の視点から、2020 年代の天文学が解き明かすべき象徴的な問題としては、太陽系が銀河系のどこで生まれたかという疑問も挙げられるであろう。Arams [5] が様々な観点から議論しているように、このことは銀河系中での恒星系の進化や銀河円盤中で起こる星の移動など多くの課題と結びついている。

3.6.4　ハロー構造

銀河系には銀河中心から数十 kpc まで恒星が希薄に分布する恒星ハローがある。おもに金属欠乏星からなることから、銀河系形成の初期段階でその大部分が形成されたと考えられている。冷たい暗黒物質にもとづく構造形成理論 (CDM 理論) からは、銀河系ハローと同程度の質量をもつ暗黒物質ハロー ($10^{12}\,M_\odot$ 程度) は、より小さいサブハローの衝突・合体を通してつくられたとされる。ハローでは力学緩和時間が長いため、衝突・合体の痕跡が星の空間分布、軌道運動分布、化学組成分布などに残されていると考えられる。部分構造の観測などにより、ハロー構造の形成過程を解明する。

銀河系ハローは、ひとつひとつの恒星について位置、速度、化学組成を測定することができる唯一の対象であり、CDM 理論の銀河系スケールでの検証ができる格好の観測対象として注目されている。これとあわせ、近傍銀河、とくにアンドロメダ銀河のハロー構造の研究は大きな進展をみせている。多数の銀河の研究に展開することで、一般的な銀河形成におけるハロー構造の位置づけもより明確なものとなる。

銀河系ハローの化学・動力学構造

銀河系ハローは主に金属量の低い星々(金属欠乏星) が数十 kpc にわたって分布する恒星ハローと、それよりさらに遠方まで広がる暗黒物質ハローから成り立っている。銀河系ハローは個々の恒星について 6 次元位相空間情報および化学組成を調べることのできる唯一のハローである。一方で銀河系円盤などに比べて星の数としては圧倒的に少なく、希薄に分布しているため、その全体像をとらえるのは容易ではない。過去には、太陽近傍 (1–2 kpc 以内) の固有運動が大きい (軌道離心率が大きい) 星々や [36]、球状星団などの明るい天体 [104] をトレーサーとして、ハロー形成過程に対して観測的な示唆が与えられてきた。なかでも Hipparcos 衛星がもたらした太陽近傍の星の距離と固有運動の情報が加わることによって、星の 3 次元空間分布、3 次元速度成分お

	Parameter	Value	Tracer	Ref.
空間分布	f_H	0.005	Main sequence	[64]
	q_H	0.64	Main sequence	[64]
	n	2.8	Main sequence	[64]
運動	$(\sigma_r, \sigma_\phi, \sigma_\theta)$	$(141, 85, 75)$ km s^{-1}	$0.2 < g - r < 0.4$	[20]
化学組成	[Fe/H]	-1.5 dex	$0.2 < g - r < 0.4$	[59]
	σ[Fe/H]	0.3 dex	$0.2 < g - r < 0.4$	[59]

表 3.6: SDSS で得られた銀河系ハロー ($R < 20$ kpc) の基本パラメータ。上から、太陽近傍でのハロー星の円盤星に対する割合 (f_H)、ハロー星密度分布の軸比 (q_H)、ハロー星密度分布のべき (n)、速度分散、平均金属量、金属量分散を表す。

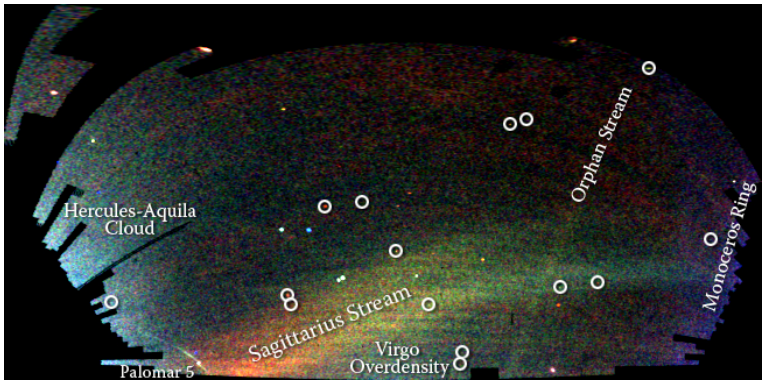


図 3.43: 銀河系の部分構造と矮小銀河。SDSS により、Virgo overdensity や Orphan stream など外部ハローの部分構造の全体像が浮かび上がってきた。また新たに超低光度矮小銀河とも呼ばれる暗い矮小銀河 (Boo I、Segue 1 など) が見つかり、知られている銀河系周囲の矮小銀河の数が倍以上に増えた。V. Belokurov and the Sloan Digital Sky Survey による。

よび金属量 ([Fe/H]) を組み合わせた解析が可能になった [27]。しかしこれらのトレーサーは遠方まで広がるハローの構成員のごく一部であり、ハローの全体像を定量的に明らかにするには限りがあった。

銀河系ハローへの理解を大きく前進させたのが、SDSS(Sloan Digital Sky Survey) や RAVE(Radial Velocity Experiment) をはじめとする銀河系ハローの大規模撮像・分光サーベイである。SDSS では太陽から 10 kpc を超えるハロー星に至るまで、星密度分布をこれまでにない統計精度で明らかにした。このことを可能にした技術的な側面としては、高精度の多色撮像観測により、星々のなかで圧倒的な数を占める主系列星について、色と絶対等級の関係から星までの距離が数十パーセント以内の精度で見積もられた点にある。またそのうち一部については、低分散 ($R \sim 2000$) 分光観測により、金属量および視線速度が測定され、ハローの化学力学構造について定量的な議論が初めて可能になった。

近年の SDSS を含む銀河系ハローの大規模サーベイによるの主な成果として以下が挙げられる [60]：

星密度分布：数千万の星々の距離の見積もりから、銀河中心から 20 kpc 以内は星の密度が中心からの距離のべき乗で減少し、やや扁平した軸対称の分布になっていることを明らかにした。(表 3.6;[64]、[19] など)。

ハローの部分構造: Virgo Overdensity など以前から示唆されていた部分構造を 3 次元の星密度分布からより高い精度で確認したほか、 新たに Orphan stream などの部分構造が発見された (図 3.43) 。また空間的な星の集まりの他に、速度空間上の部分構造が無数に存在する可能性も示唆されている。こうした解析からは、銀河系ハロー 30 kpc 以内に含まれる星の数十パーセント程度は、部分構造に属しているとみられている [60]。

プロジェクト	望遠鏡口径 (視野)	場所	広さ/深さ	Ref.
	撮像			
SkyMapper Southern Sky Survey	1.3 m(5.7 deg^2)	オーストラリア	20,000 deg^2/$g \sim 23$	[69]
Large Synoptic Survey Telescope	8.4m(9.6 deg^2)	チリ	20,000 deg^2/$g \sim 27$	[61]
Gaia-survey	1.45 m×0.5 m(2 × 1.7° × 0.6° FoV)	スペース	all sky/$V \sim 20$(< 1mas/yr)	[33]
Pan-STARRS project	1.8 m(7 deg^2)	ハワイ	30,000 deg^2/g ∼24	[65]
Subaru/HSC survey	8.2 m(1.8 deg^2)	ハワイ	(Wide)1,400 deg^2/$r \sim 26$	[53]
Dark Energy Survey	4 m (2.2 deg^2)	チリ	5000 deg^2 / $r \sim 24$	[12]
	分光			
LEGUE	4 m(5°)	中国	$r \sim 19(R \sim 1800)$	[75]
Subaru-PFS survey	8.2 m (1.1 deg^2)	ハワイ	$V < 21(R \sim 3000/5000)$	[115]

表 3.7: 現在進行中、あるいは近い将来計画されている銀河系ハローサーベイ。

超低光度矮小銀河の発見：SDSS の銀河系ハロー探査の結果、新しく非常に暗い超低光度矮小銀河 (Ultra-faint dwarf galaxy) が次々と見つかり、知られている矮小銀河の数が倍増した。銀河系ハローに付随する矮小銀河の数は、CDM 理論の予測するダークマターサブハローの数に比べて圧倒的に少なく、ミッシングサテライト問題として以前から知られていたが、この問題の解明に向けて重要な一歩といえる。

金属量と [α/Fe]：RAVE による中分散分光探査による太陽近傍 ∼ 7 kpc 以内に含まれる主系列星、赤色巨星、水平分枝星等の統一的な解析により、ハローでは α 元素と鉄の組成比 ([α/Fe]) は金属量 ([Fe/H]) によらずほぼ一様に太陽値より数倍大きいことが分かった ([100] など)。一方、太陽近傍の外部ハロー星 (計算された軌道が外部ハローにまで到達しうる星) では、[α/Fe] が低くなる傾向も示唆されている [88; 58]。

ハローの二重構造：　太陽から 4 kpc 以内の星の運動から、ハローが単一の成分では説明できず、内部ハローと外部ハローの少なくとも 2 つの星種族に分けられること、外部ハローでは内部ハローに比べて、より球対称に近い星の分布をもち、回転運動は平均的に銀河円盤と逆方向をとり、金属量が低いことが示された [24]。

以上のように、銀河系ハローの中心から 20 kpc 以内においては、SDSS、RAVE などで大きいサンプルに対する系統的な解析が可能になったことで、空間分布、運動、化学組成の理解が以前より格段に進んだ。恒星ストリームや密度超過構造などの部分構造は、銀河系ハロー形成史のなかでも比較的最近における矮小銀河の衝突・合体の痕跡と考えられ、CDM 理論の予言するようなハローの階層的合体を通した形成過程を示唆する。一方で金属量と [α/Fe] からは、ハロー星の典型的な [α/Fe] 値は現存する矮小銀河と異なる傾向にあり、ハローの主なビルディングブロックとなった矮小銀河がどのような星質量 (星形成史) をもつものだったのかについて、未だにはっきりとした結論は得られていない [118]。

今後はこうした描像を CDM 理論の予測する銀河形成過程と比較するうえで欠かせない、(1) ハローのビルディングブロックとなった矮小銀河の星質量関数および (2) 矮小銀河の衝突・合体史 (accretion history) を定量的に明らかにすることが課題となる。その重要な鍵をにぎるのが、銀河系外部ハローの探査である。銀河系外部ハローは内部ハローよりも衝突・合体の痕跡となる部分構造がより多く存在することが数値シミュレーションをもとにした研究から予測されており、ハロー形成の化石情報の宝庫といえる (図 3.44)。観測的には前述のように外部ハローは内部ハローとは異なる特徴をもつ兆候が太陽から比較的近い距離 (数 kpc 以内) にある恒星の運動をもとにした解析から示唆されている。外部ハローについて定量的な性質を得るためには、実際に 30 kpc 以上の距離にある星について、位置、運動、化学元素組成を内部ハローについて得られているのと同程度の精度で測定する必要がある。

すばる HSC や、Pan-STARS、LSST などの広視野撮像サーベイ、およびいくつかの望遠鏡で計画されている多天体分光器などによる分光サーベイにより、これまでに届かなかった外部ハローの性質が明らかになっていくことが期待される [60]。現在進行中または近い将来計画されている主な銀河系サーベイプロジェクトを表 3.7 にまとめた。まずすばる HSC を使った広視野撮像観測では、これまでに暗すぎて見つからなかった外部ハローに付随する部分構造が新たに発見されることが期待される。過去の衝突・合体の直接の痕跡であるこうした部分構造が外部ハローにおいてどのくらい含まれているかが、ハロー形成解明の鍵となる。

次に LAMOST やすばる PFS に代表される低・中分散 ($R \sim 2000 - 5000$) 多天体分光では、ハロー星の視

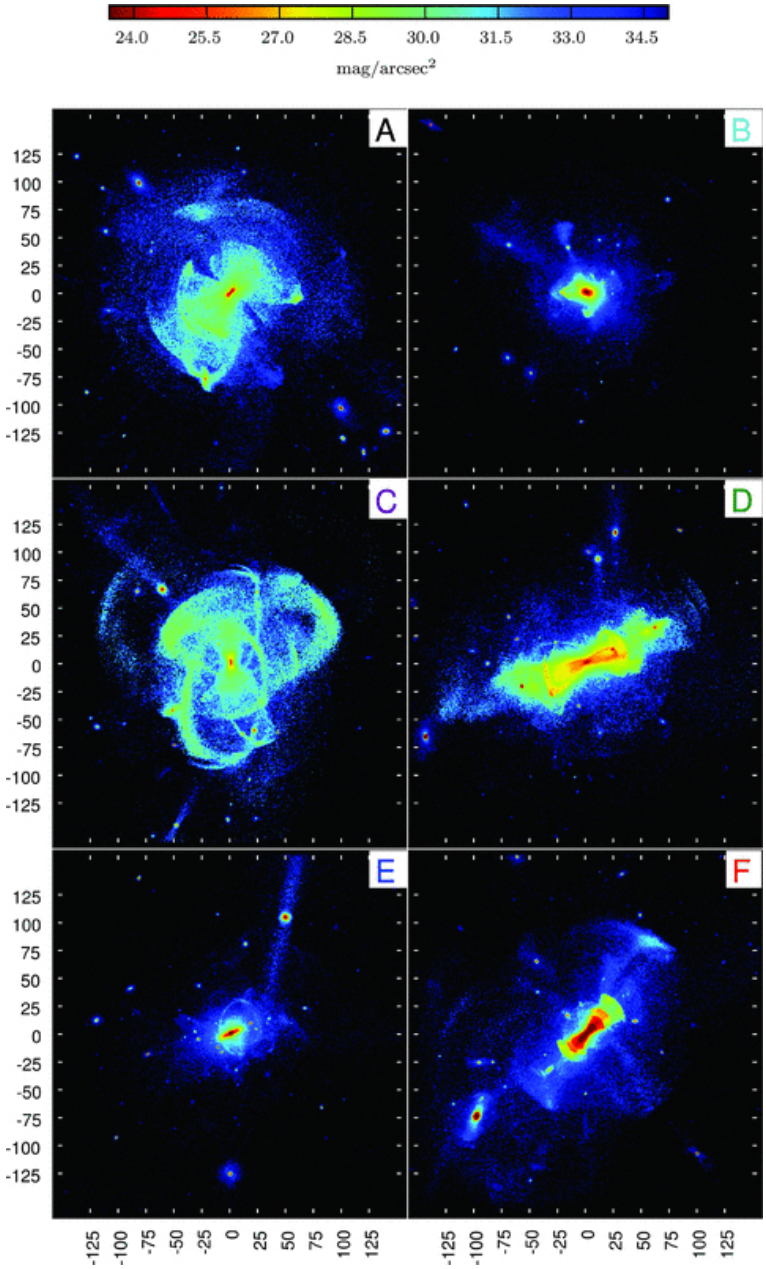


図 3.44: シミュレーションによる銀河系と同等の大きさをもつハローの表面輝度分布。一辺約 300 kpc の範囲の範囲を示す。外側ほど部分構造が多くなる傾向が見て取れる。LSST では銀河中心から 100kpc 以内の主系列星によるマッピングが計画されており、SDSS では内部ハローに限られていた探査領域が外部ハローにまで広がることが期待される。Cooper et al. (2010) [29] より引用 (掲載許可取得済み)。

線速度と金属量、および α 元素組成の分布が得られる。ハローと現存する矮小銀河との間での化学組成の比較からは、ハローのビルディングブロックとなった矮小銀河の星質量関数について重要な手がかりが得られる。さらに Gaia 衛星などの位置天文衛星により、固有運動と視差 (距離) が測定されることで太陽近傍の約 20 kpc 以内については 6 次元位相空間情報と化学組成がそろうことになる。

以上の観測データをもとにハローの星密度分布、速度分布、化学組成分布の統計的な性質を内部ハロー・外部ハローそれぞれで明らかにし、CDM 理論もとづく銀河系形成のシミュレーションの予測と比較することで、ハロー形成史にこれまでにない制限が得られる。銀河系ハロー星の大規模データをもとにした銀河形成理論の検証は、次節に述べられるような近傍系外銀河の観測および遠方銀河の直接観測と相補的に、銀河一般の形成過程の解明に向けて重要な役割を担うことが期待される。

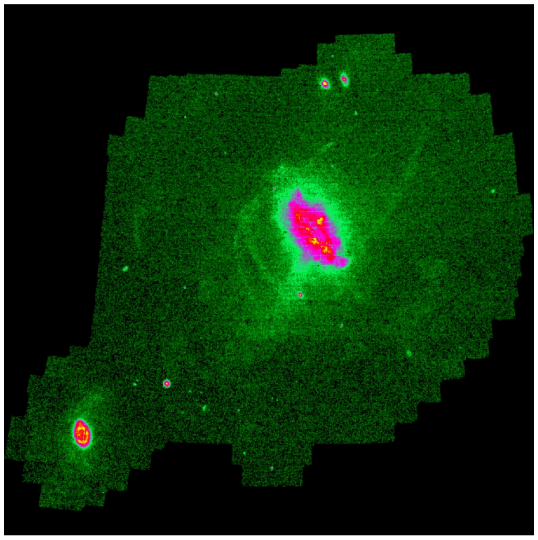


図 3.45: アンドロメダ銀河ハローの低金属量星の密度マップ [99](掲載許可取得済み)。

近傍銀河のハロー構造

銀河系ハローの研究に加え、近傍銀河の観測は、銀河系では調べることが困難であったハローの大局的な構造を明らかにしている。4 m クラスの中口径望遠鏡、とりわけ、カナダ・フランス・ハワイ望遠鏡 (CFHT/MegaCam) は、アンドロメダ銀河の周辺部、約 360 平方度のハロー領域 (半径にして約 150 kpc に相当) の撮像観測を行った (図 3.45)。CFHT がアンドロメダ銀河ハローのサーベイ観測において実現した深さは、g=25.5、i=24.5 程度 (表面輝度にすると 32–33 等/平方秒角) であり、最も明るい赤色巨星より約 3–4 等級ほどの深さまで恒星分離観測を行っている。

銀河系やアンドロメダ銀河のハロー構造の研究において 2000 年代最大の発見は、恒星ストリームの発見であろう [54]。 恒星ストリームは、矮小銀河が母銀河へ降着する過程において銀河同士の潮汐作用によってできたと考えられ、冷たい暗黒物質モデルに基づく銀河の階層的構造形成シナリオの直接的な証拠となったのである。しかし、検証されているハローのサンプルが、銀河系とアンドロメダ銀河の 2 つだけであったため、より一般的な銀河形成のシナリオを求めて、局所銀河群を超えた銀河ハローの構造研究へと発展してきている。例えば、たった 10–50 cm の小口径望遠鏡を用いて、近傍渦巻銀河のハロー領域をパイロット観測が行われた [78]。恒星分離観測ができるほどの十分な解像度は得られないが、ルミナンスフィルターを用いた長時間積分により、表面輝度で約 28.5 等/平方秒角の深さまで到達することができている。その結果、数々の渦巻銀河の周辺部に恒星ストリームを発見し、シミュレーションから予測される恒星ストリームと定量的な比較をすることができるようになってきた (図 3.46)。このような比較で浮かび上がってきた問題点の解明のために、近傍銀河のより詳細な観測が重要である。

大規模サーベイによるハロー構造の解明: 恒星ストリームだけではなく、地上の中大口径望遠鏡およびハッブル宇宙望遠鏡によって、銀河系のハローについては外側と内側のハローの二層構造や、Ultra Faint Dwarf (UFD) 銀河などが発見され、運動や化学組成などの研究も進んできた。一方、アンドロメダ銀河のハローについては、(1) 銀河系ハローに比べて平均金属量が 2 倍以上高い [112]、(2) ハローにしては年齢が若い (約 8 Gyr) 恒星種族が存在する [22]、(3) 中心から約 20 kpc までバルジのような de Vaucouleurs 則の密度分布をしている [112]、(4) 銀河系の thick disk や thin disk にも分類できないような円盤構造 (つまり、金属量は thick disk、回転は thin disk のような円盤) が 70 kpc に渡って広がっている [56]、(5) ハローが 150 kpc 以上に広がっている [47]、(6) 金属量勾配が存在する [67]、(7) 銀河系には見られないような、広がった球状星団が存在する [77]、などの観測事実が発見されてきた。

これらの発見によって、我々がこれまで考えていたハローの固定観念は変えられつつある。例えば、ハローは銀河形成初期に誕生した古くて単一の恒星種族によってできているとこれまで考えていたが、前述したよう

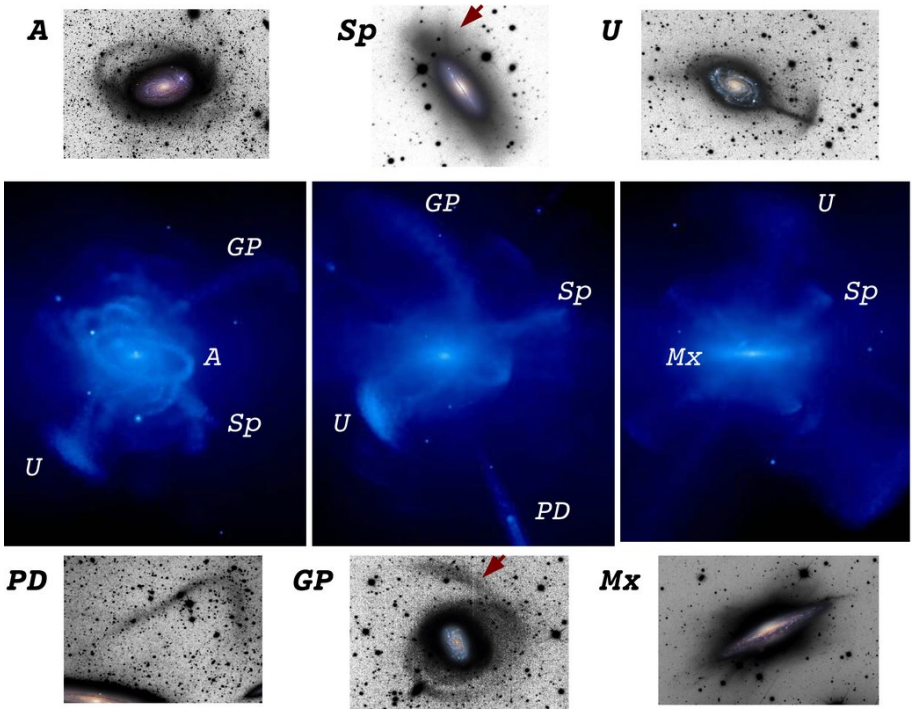


図 3.46: シミュレーションと観測された様々な恒星ストリームの比較 [78](掲載許可取得済み)。

にアンドロメダ銀河のハローには 8 Gyr という比較的若い恒星種族も存在している。また、銀河系球状星団の研究から、ハローには金属量勾配がないと予言されていた [104] が、アンドロメダ銀河のハローには金属量勾配がみつかった。観測が進むにつれて、N 体シミュレーションや準解析的モデルなどを組み合わせて、ハローの形成シナリオが再現されるようになり、ハローは単純に矮小銀河同士が散逸的に合体してできたというシナリオだけではなく、重力収縮型のシナリオと矮小銀河のアクリーションシナリオを混ぜ合わせたようなハイブリッドモデルも提唱されており、ハロー形成の理解は未だ混沌としている状況である。

ここで述べたような観測事実は、当初の研究の仮説の検証とは独立して出てきたことであり、近傍銀河ハローの研究は、大規模サーベイにより詳しく観測して初めて分かる事実が多い。今後は 8 m 級望遠鏡のサーベイ機能 (すばるの HSC や PFS、LSST など) により、次のような課題についての進展が見込める：アンドロメダ銀河のハローに関して言えば、現在、ハロー領域において発見されている恒星ストリームの個数は、数値シミュレーションから予測される個数よりも数倍程度少ないことから、4 m クラスの望遠鏡による検出限界以下のフェイントな (つまり星数密度が低い) 恒星ストリームの発見が多数期待される。また、「ハローがどこまで広がっているのか？」や「アンドロメダ銀河のハローに UFD 銀河は存在するのか？」などの問いに対しても答えられる可能性がある。さらに、分光観測も駆使すれば、恒星ストリームからダークマターサブハローの分布の見積もり [23] や、スタッキングしたスペクトルから [α/Fe] の分布も見積もること [123] が可能になる。

多数の銀河の観測によるハロー構造形成シナリオの検証：前述のように、銀河系とアンドロメダ銀河のハローを比べただけでも相違点があるので、銀河系ハローの詳細研究で得られた仮説は、まずはアンドロメダ銀河ハローでも成り立つのか検証する必要がある。そして、銀河系やアンドロメダ銀河で見られるハローの複雑な構造は果たして一般的なハローの描像なのかどうか解明しなければならない。今後は、銀河系やアンドロメダ銀河のハロー研究において得られた観測データを事前分布とし、多様な銀河のデータを増やすことによってベイズ更新的にハローの構造形成の一般性が議論されるだろう。

2010 年代に進んだ観測によれば、どの銀河においても、明るさ (つまり質量) に違いはあれどハロー自体は存在するようである [113]。しかし、その物理状態は様々である。例えば、恒星ストリームが存在する銀河もあれば、存在しない (あるいは検出ができていない) 銀河もあり、金属量が高い恒星ハローもあれば低い恒星ハ

ローも存在する。母銀河のハッブル分類によってそのハローにも多様性が存在するのである。8 m 級望遠鏡で恒星分離観測ができる距離はせいぜい 10 Mpc 以内の宇宙 (Local Volume と呼んでいる) に限られている。特に、Local Volume には早期型の銀河が少なく、とりわけ早期型銀河のハロー構造の理解は進んでいないので (南半球またはスペースから観測可能な NGC 5128 のハローについての研究は、ハッブル宇宙望遠鏡や VLT によって徐々に進みつつあるが、広視野の撮像観測装置がないので進度は遅い [98])、30 m クラスの望遠鏡によって観測対象が増えることは非常に有益である。しかし、そのためには地上でのシーイングリミットの問題を解決できる可視光 (の中でも青い側) での補償光学が必要となってくる。

一方、恒星分離観測ではないが、銀河からの光を積分してハロー構造を調べる手法 [78] を利用すれば、より遠方の銀河をターゲットにすることができるので、ハロー構造の時間進化も調べることができる。例えば、SDSS クラスの望遠鏡を使えば、$z < 0.2$ の宇宙を、ハッブル宇宙望遠鏡を使えば、$z \sim 1$ 程度の高赤方偏移宇宙にある銀河のハロー構造 (例えば、表面輝度分布) を調べることができる。実際、例は少ないが遠方にある円盤銀河のハローは近傍より明るくて青いという結果が報告されている [119]。今後、すばる HSC によって遠方銀河ハローのサンプル数が増え、TMT や JWST などの次世代望遠鏡によって、さらに遠方宇宙 ($z > 1$) にある銀河ハローのサンプルが蓄積され、ハロー構造の時間進化の研究が進むことが期待される。

3.6.5　矮小銀河

CDM 理論から導かれる階層的構造形成のシナリオでは、矮小銀河の多くは宇宙初期に形成され、それらが衝突・合体を繰り返すことで銀河系のような大銀河が形成されたと予測している。銀河系およびローカルグループに付随する矮小銀河は、そうした階層的構造形成の生き残りと考えられ、ひとつひとつの星について視線速度および化学組成等を測定することで、ダークマターの質量分布や星の化学組成分布をもっとも詳細に調べることのできる、銀河形成の実験室と位置づけられる。次世代観測装置を用いて矮小銀河の構成員である星の分光観測を行うことにより、その化学力学構造およびダークマターの密度分布の解明が進むと期待される。

矮小銀河の化学・力学構造とダークマター

CDM 理論の予測する銀河形成過程の観測的な制限として最も重要なもののひとつに、銀河系に付随する衛星矮小銀河の数 (光度関数) が挙げられる。以前から知られていた銀河系周辺の比較的明るい矮小銀河 (Classical dwarf galaxy) の数は、標準的な宇宙論にもとづく数値シミュレーションで予測される同程度の質量に対応するダークマターサブハローの数と比べて圧倒的に少なく、ミッシングサテライト問題として議論の的となってきた [85]。SDSS による銀河系ハロー探査の結果、新しく超低光度矮小銀河が発見され、知られている銀河系周囲の矮小銀河の数は倍以上に増えた (3.6.4 節)。現在進行中の広視野撮像サーベイによっても、知られている銀河系周囲の矮小銀河の数はさらに増加しつつある [73; 12]。一方で CDM 理論の検証において重要な超低光度矮小銀河については、SDSS など現在の銀河系ハロー撮像探査では、太陽から数十キロパーセク以内にあるものしか検出できないと見積もられている [72]。次世代装置では、より深い撮像探査によって超低光度矮小銀河も含めた銀河系衛星矮小銀河の光度関数を明らかにするのが重要課題となる。

矮小銀河の光度関数に加えて、各々の銀河の力学構造についても CDM 理論の検証の場として注目を集めている。矮小銀河に付随する星の表面輝度分布と視線速度分布の解析から、銀河系近傍にある矮小銀河は一般に恒星質量の数倍から数百倍以上もの質量のダークマターをもつと考えられており、未知のダークマター粒子の基本的な性質を検証するうえで格好の観測対象とされている (例えば [4])。

その例として、矮小銀河中心部でのダークマターの密度プロファイルが挙げられる。CDM 理論に基づく数値シュミレーションからは、矮小銀河の土台となるような暗黒物質サブハローは、中心部に向かって急激に上がるカスプ状の密度分布になると予測されているが、実際の矮小銀河の密度分布がこの理論予測と一致するかどうかが鍵となる。また、矮小銀河中のダークマターが対消滅する結果としてガンマ線を放射することが予測されている。このガンマ線フラックスの上限値と、星の観測から得られる矮小銀河中心部でのダークマター質量とを比較することで、ダークマター粒子の質量および対消滅 (崩壊) 断面積に制限が得られる。ダークマター

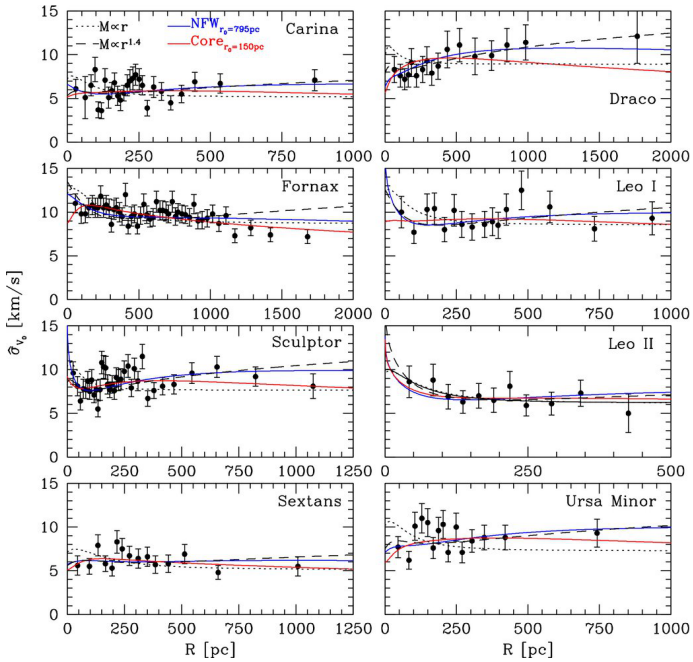


図 3.47: 銀河系矮小銀河の速度分散プロファイル ([126] より、掲載許可取得済み)。実線はタークマター分布のモデルを観測データへフィットした結果を示す。

の間接検出が期待される天体候補としては、他にも銀河中心や銀河団などが挙げられるが、矮小銀河ではそれらに比べてダークマターが卓越しているため、特に有力と見られている。

矮小銀河内のダークマター分布は、撮像観測で得られる星の表面輝度分布と、分光観測から得られる星々の視線速度をもとに、通常は単一の星種族 (同時期に生まれた星々の集まり) が球対称に分布し、速度非等方性および力学平衡に関する仮定をおいたうえで求められている。しかし実際の矮小銀河の観測からは、星の分布は球対称ではなく、部分構造が見られるなど平衡状態からもほど遠く、このことが矮小銀河の一定の半径内に含まれるダークマター質量の見積もりに大きく影響することが明らかになってきている [50]。さらにいくつかの矮小銀河では過去に複数回の星形成が起こった形跡があり [127]、複数の星種族を保持する複雑な構造をもつことが示唆されている。これまでの観測では、表面輝度分布および視線速度分布の測定は矮小銀河内の比較的明るい星に限られており、トレーサーとなる星の数が少ないのが現状である。こうした不定性から、矮小銀河の密度分布が理論の予測するようなカスプ状か、あるいはより平坦なコア状かはっきりとした区別はできていない [37]。またガンマ線観測との比較からダークマター粒子の性質に関してより強い制限を得るためには、矮小銀河中心部でのダークマター密度の測定精度を高めることが重要な課題となる。

矮小銀河の力学構造に加えて、化学組成分布の測定も個々の矮小銀河の部分構造の検出および矮小銀河内での星形成史の理解のうえで鍵となる。ケック望遠鏡などに搭載されている中分散多天体分光では、金属量 ([Fe/H]) と α 元素 (マグネシウム、シリコン、カルシウムなど) の組成が矮小銀河内の明るい赤色巨星について測定され、それぞれの銀河の星形成史に新たな制限が得られている ([122; 70]、Sculptor の例を図 3.48 に示す)。さらにいくつかの矮小銀河では、年齢と金属量に空間勾配があることが撮像観測と分光観測を組み合わせた解析から分かってきた [32; 31]。矮小銀河のより広い領域について化学組成分布を調べることが次世代装置による観測の大きな課題となる。

今後、8–10 m 級の大望遠鏡に取り付けられる広視野撮像装置および中分散多天体分光器により近傍矮小銀河の化学力学構造への理解が飛躍的に進むことが期待される。まずすばる望遠鏡/HSC では、これまでカバーしきれていなかった矮小銀河の外側を含む領域について、深い撮像観測からより正確な表面輝度分布を得ることができる。さらにすばる望遠鏡/PFS に代表される広視野中分散多天体分光器では、これまでにない大きさの視野と大口径の望遠鏡の組み合わせにより、矮小銀河の一段と暗い星にまで視線速度を数 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ の精度で

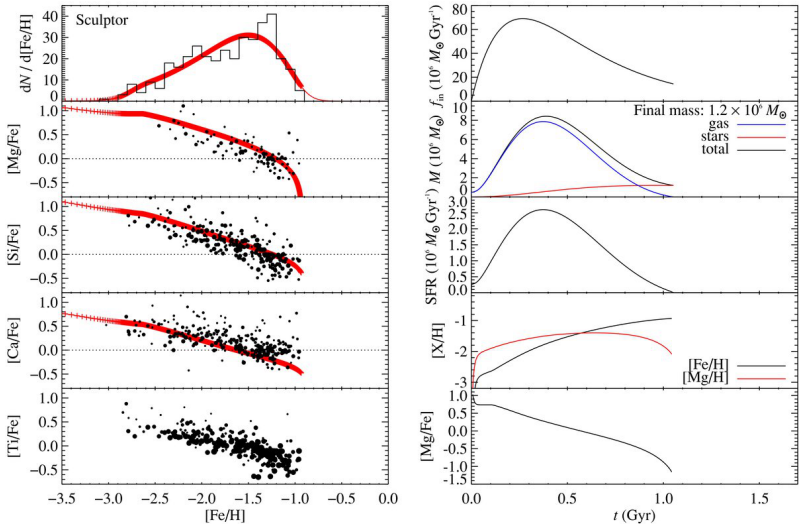


図 3.48: 銀河系周囲の矮小銀河のひとつ Scluptor の化学組成と、データをよく再現する化学進化モデル [70](掲載許可取得済み)。観測データとモデルとの比較から、この銀河では星形成が比較的ゆっくりと進行し、星形成の継続時間は 1.1Gyr と見積もられている。

測定することで、視線速度分布の統計精度が飛躍的に向上することが期待される。さらにこれまでごく一部に限られていた金属量、α 元素組成の測定を銀河全体に広げることで、化学組成の空間分布が得られる。これによって矮小銀河内の部分構造などより正確な力学構造の解析が可能になるほか、矮小銀河の星形成史への理解が格段に進むだろう (次節を参照)。

矮小銀河の形成・進化

前節でみたように、2000 年代に入り局所銀河群銀河が次々と発見されるとともに、これら銀河へのフォローアップ観測が行われ、特に高分散分光による金属量や元素組成比の研究が飛躍的に進むこととなった。また矮小銀河の星の視線速度観測から速度分散プロファイルも求めることができるようになり、銀河質量の推定も進むこととなった [11]。

しかし、このような研究は銀河系近傍の限られた銀河– 主に矮小楕円体銀河 – についてのみ可能なのが現状である。矮小不規則型銀河は銀河系の近傍にはあまり存在しないため、これらの銀河の (分光観測によって求められた) 金属量や元素組成比は数個の矮小不規則型銀河についてしか求まっていない。特に、質量–金属量関係は測光データに基づいて求めると矮小楕円体銀河と矮小不規則型銀河では異なっているが、分光データに基づくと同じ関係に乗るということが示されている (図 3.49)。このことからも高分散分光という同一手法によって得られる均質なデータが不可欠ということが分る。また、アンドロメダ銀河の衛星銀河については高分散分光が行われた例はまだなく、矮小楕円体銀河の分光的性質にホスト銀河による違いがあるかという興味深い問題にもまだ答えが与えられていない。今後、例えば HSC 広域サーベイによりさらに暗い新たな矮小銀河、特に UFD が多数発見されることが期待されている。これらの天体のフォローアップ分光観測には、より大口径で高分散分光観測が可能な望遠鏡が必要であり、TMT への期待は大変大きい。

また局所銀河群周辺には見られない銀河として、低金属量の星生成銀河は大変興味深い観測対象である。階層的構造形成理論に従えば、現在でも小さなハローで銀河が生まれてよいはずである。このような「生まれたて」の銀河の候補として低金属量で活発な星生成活動を行っている銀河が挙げられる。我々から近い銀河の候補の一つとして I Zw 18 が以前から観測されているが、未だ銀河の年齢について確固たる結論は得られていない [62; 6]。この問題に答えを出すためには現在よりも十分な深さと解像力を持つ撮像観測が必要である。TMT の大口径を生かした高分解能撮像観測により、今まで明確には分らなかった古い恒星種族に特徴的な赤色巨星分枝の有無や水平分枝星の有無を確認することが可能になり、年齢に制限を与えることが始めて可能となって

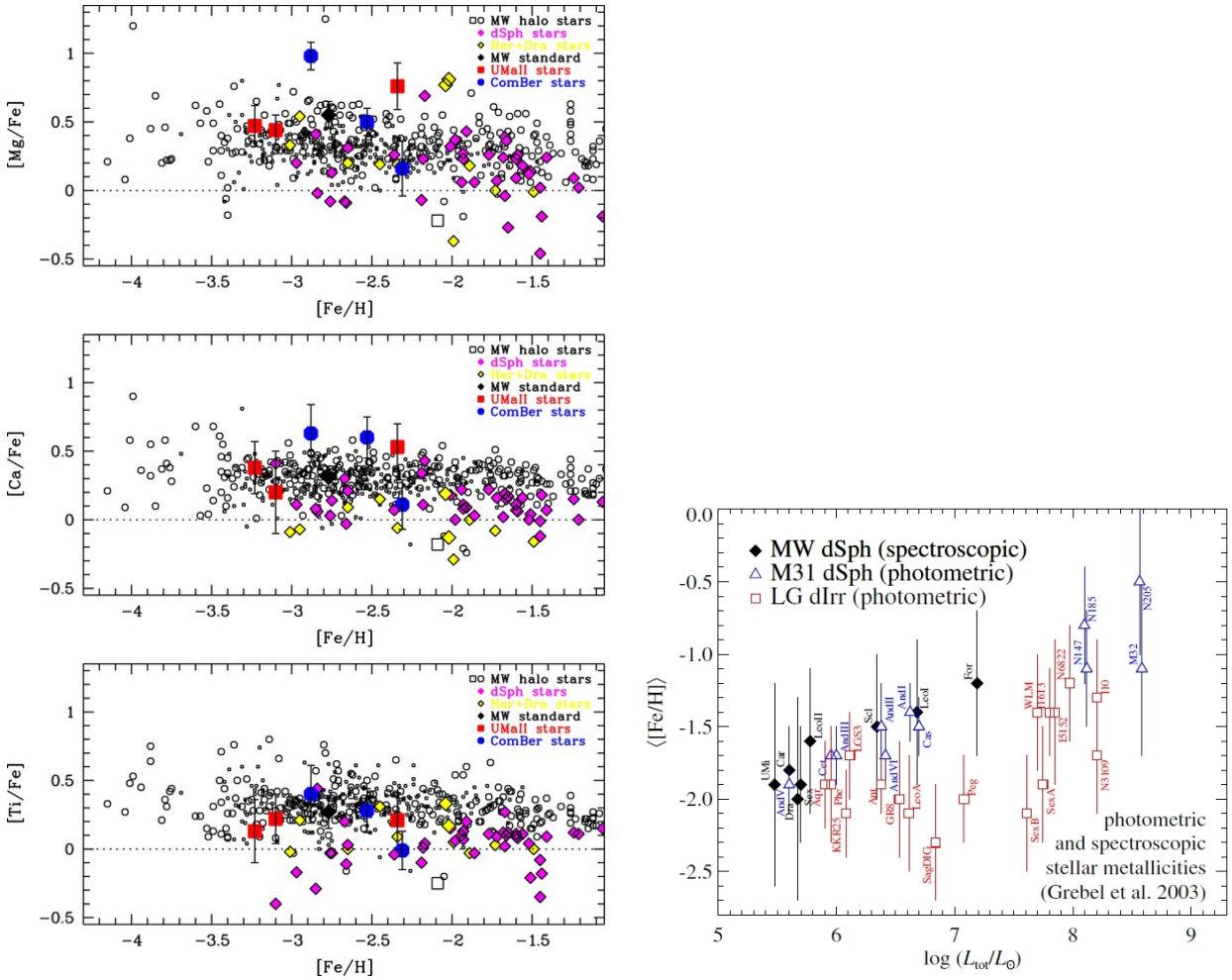


図 3.49: 左: 様々な銀河の星の元素組成比。銀河系や近傍の矮小楕円体銀河 (dSph) に加えて、最近発見された Ultra Faint Dwarf の星の組成についても高分散分光観測がされるようになってきた（[39] 図 16 より、掲載許可取得済み)。右: 局所銀河群銀河の光度-金属量関係。矮小不規則銀河 (dIrr) について測光データから求められた光度-金属量関係量は矮小楕円体銀河のそれとは乖離が顕著であり分散も大きい ([71] 図 1 より、掲載許可取得済み)。

くる。また、I Zw 18 以外の銀河についても同様な観測を行うことが可能となり、「生まれたて」の銀河の存在の有無と形成期の銀河を詳細に研究することが可能となってくる。

さらに、TMT が実現すると今まで局所銀河群銀河で行われてきたような研究はより遠い銀河群で行うことが可能になる。新しい銀河研究の切り口を生み出すことを期して、大口径望遠鏡で他の銀河群の矮小銀河に高分解能撮像観測を拡張し、銀河群の性質と構成銀河の性質の比較を行う。

3.6.6　初期世代星と化学進化

初期世代星の生き残りと目される最も金属量の低い星は、初代星の形成や元素の起源とも関連するテーマで、それぞれの章でもとりあげられているが、銀河系ハローや矮小銀河の形成初期を探る上でも重要な観測対象である。また、銀河の化学進化を包括的に理解する上で、リチウムは重要な元素である。

銀河系の構造・矮小銀河における初期世代星

ビッグバン後の宇宙で最初に誕生してきた星は巨大な質量をもっていたと考えられ、以後の構造形成や化学進化に大きな影響を与えたと考えられている。その後に残された低金属量のガス雲からは小質量星が誕生したとみられ、実際、銀河系のハロー構造には金属量の非常に低い ([Fe/H]< -3) 小質量星が多数検出されている。これらの超金属欠乏星は初代の大質量星およびそれが引き起こした超新星爆発によってつくられた化学組成を保存していると考えられている。その中には、特異な (太陽の化学組成比とは大きく異なる) 組成をもつ星が見つかっている。極端な例としては、[Fe/H]< -5 をもつ炭素過剰星があげられる [28]。

一方、鉄を指標とする金属量が必ずしも極端に低くない星のなかにも、特異な組成をもつ星が見出されるようになってきた。たとえば、SDSS とすばる望遠鏡による研究で見つかった [Fe/H]$= -2.5$ の星は、炭素やマグネシウムの組成がより低く、初代の超大質量星が引き起こす可能性のある電子対生成型超新星がつくり出した特異な化学組成を反映している可能性がある [9]。

これらの初期世代星が銀河系のどこに見られるのか、という問題は、銀河形成・進化がどこでどのように始まったのか、という点で重要である。まず、ハロー構造のうち、特に外部ハロー構造は低い金属量を持つとみられており [24]、その金属量の低い側の端の分布の解明が鍵となる。今後は、LAMOST や Skymapper などの探査で超金属欠乏星の候補天体の増大が見込まれる。金属量の非常に低い領域で十分なサンプルを確立するには、8-10 m 級望遠鏡では高分散分光が困難な暗い星を TMT で分光する必要がある。

次に、銀河形成においては最も密度の高いところから最も早く構造形成が進んだと考えられ、バルジ構造周辺にこそ最も初期の星の名残が生き残っている可能性がある。最近の探査でバルジ構造内にも [Fe/H]< -2.5 の星が検出されるようになってきている [52]。バルジの星の探査には、高感度の赤外線観測が有用であり、特に高分散分光では TMT の赤外観測が重要になると考えられる。

第三に、銀河系形成の素材となったと考えられている小さな星の集団の生き残りではないかとみられる矮小銀河も見つかってきている (図 3.50)。SDSS などで見つかってきた、星の数の少ない、超低光度矮小銀河で、平均の金属量はいずれもかなり低い ([Fe/H]< -2) ものの、金属量には幅があり、極端に金属量の低い星も高い割合で見つかっている [40]。

2020 年代には、銀河系の各構造や矮小銀河において多数の金属欠乏星を検出し、金属量分布など基本的な統計量を決定することが大きな目標となる。これは初期の銀河系形成史への強い制限となるもので、SDSS(可視および赤外の APOGEE) や LAMOST などの分光サーベイ、Gaia による距離と天体の運動の測定が重要である。金属量の低い領域では、個々の星の金属量を決定するのに高分散分光が必要となる。そして、高分散分光データからは、鉄だけでなくさまざまな元素の組成を測定することができ、その元素を供給した大質量星の質量を推定することも可能になる。これには TMT などの超大型望遠鏡での可視および近赤外高分散分光が必要である。

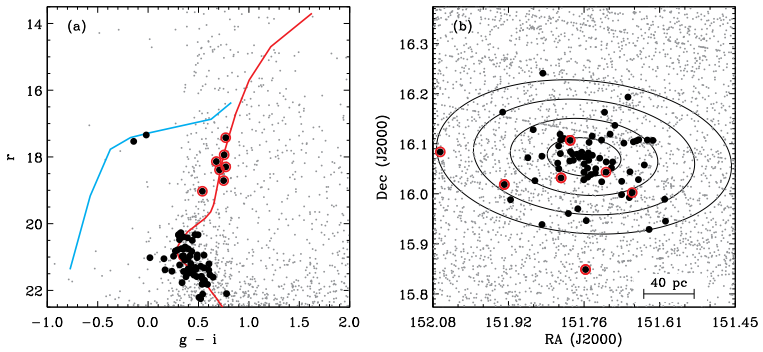


図 3.50: 超低光度矮小銀河 Segue 1 の星の分布 (右) と色等級図 (左)[40](掲載許可取得済み)。星の少ないこの銀河では、数個しか赤色巨星が同定されていない。銀河の性質を理解するためには主系列付近の星の観測が不可欠で、そのためには超大型望遠鏡の集光力が必要である。

化学進化解明の試金石・リチウム

炭素、酸素、鉄など、ほぼすべての元素は、宇宙の歴史のなかでは主に星と超新星爆発によってつくられてきた。鉄より重い元素の起源のひとつである r-プロセスについては、その生成場所が依然として謎であるが、中性子星連星の合体や超新星がその候補にあげられている [2]。そのなかで、リチウム、ベリリウム、ホウ素の 3 元素は、星間物質中での宇宙線破砕反応が重要な起源であるという、特殊な元素といえる。とくにリチウムは、ビッグバン元素合成でもできるほか、宇宙線破砕や超新星でできる成分に加え、進化の進んだ中小質量星や新星爆発でできる成分もあると考えられている。すなわち、宇宙の化学進化全体に関わっている元素であり、化学進化モデルを検証する試金石といえるが、いくつかの重要な問題が提起されている。

第一に、ビッグバン元素合成でのリチウム生成である。金属欠乏星 (星内部でのリチウム破壊が星表面には影響していないと期待される主系列星や準巨星) にみられるリチウム組成がほぼ一定値であることから、それがビッグバン時に合成されるリチウム量を反映していると考えられてきた [109; 101] が、その間に 2 から 3 倍の食い違いが存在することが確定的になってきた [10]。星の内部でのリチウム破壊が標準的な星の内部構造モデルで考えられる以上に進行している可能性、あるいは初期に宇宙 (銀河) 規模でリチウム破壊が進行した可能性、さらには標準ビッグバン元素合成モデルの欠陥の可能性などが検討されているが、十分解明されたとは言い難い。観測的には、極端に金属量の低い星では、主系列星や準巨星であってもリチウム組成にばらつきがみられることが明らかになってきており、この問題の解決の糸口となる可能性がでてきている [103; 8]。大口径望遠鏡で可能になる、ハロー構造などの超金属欠乏星の高精度のリチウム組成測定が期待される。

第二に、化学進化モデルでは様々なリチウムの生成起源が仮定されているが、直接的な証拠はあまり得られていない。最近、新星爆発からの放出物質の吸収スペクトルにおいて、リチウム (^{7}Li) のもとなるベリリウム (^{7}Be:53 日で ^{7}Li に壊変する) が検出され、新星爆発からリチウムが放出されることが初めて確認された [114]。このような直接的な検証を積んでいくことが、リチウムを用いた銀河系の化学進化モデルの確立に不可欠である。

また、太陽系および近傍の星間物質中のリチウム同位体比にばらつきがみられる。太陽系の場合は、46 億年前の星間物質を反映していることを考慮する必要があるが、リチウム同位体比のばらつきは、星間物質の混合が不十分な箇所もあることを示唆している。リチウムの起源、および銀河系における星間物質の混合過程の解明に、リチウム同位体比の測定は有用である。星間物質中のリチウム同位体比測定は、背景星の光のスペクトルに現れる 1 %程度のごく弱い吸収線を測定する必要があり、同位体分離を行うためには $R > 100,000$ の高い波長分解能も要求される。大口径望遠鏡の高分散分光観測が必須である。

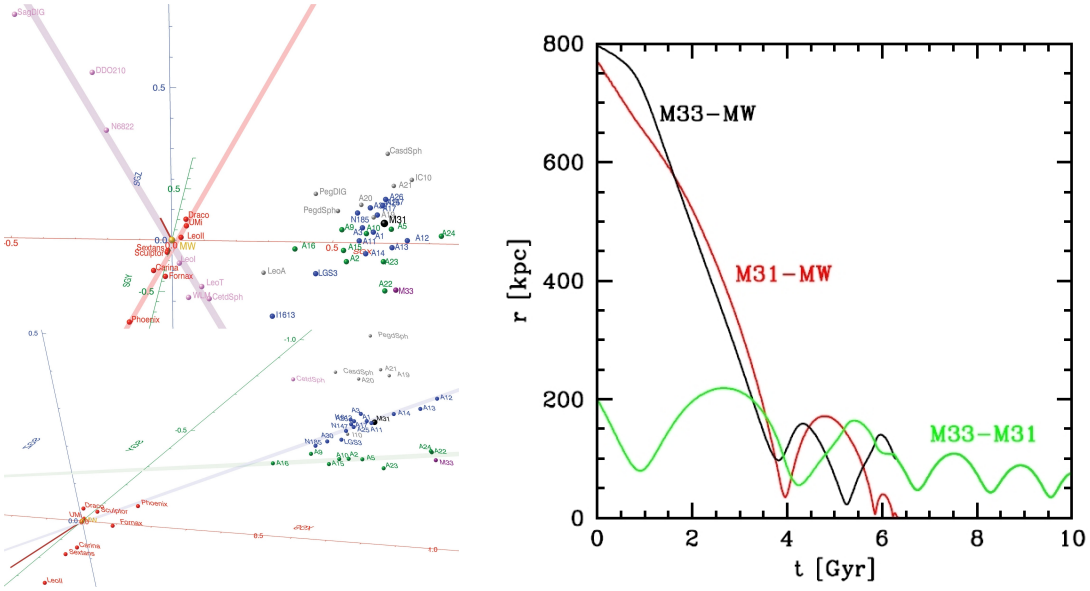


図 3.51: 左: 局所銀河群を異なる 2 方向 (上図・下図) から見たときの銀河の分布図。4 本の太線が、エッジオンでみた 4 平面を表す。銀河系 (MW、原点位置)、アンドロメダ銀河 (M 31) の周辺に分布するほとんどの矮小銀河が 4 つの平面上のいずれかに乗っていることが示唆される ([106] 図 3 より、掲載許可取得済み)。右: 銀河系、アンドロメダ銀河、M 33 の間の距離の時間変化。本シミュレーションよると、5.86 Gyr 後に銀河系と M 31 は合体して一つになることが予想されている ([121] 図 3 より、掲載許可取得済み)。

3.6.7　局所銀河群の構造と進化

局所銀河群の動力学構造

2000 年代に入り、新たな広域撮像サーベイが進められ、今まで見えていなかった局所銀河群の姿が明らかにされることとなった。特に、全天の 4 分の 1 を今までに比べ約 3 等級深く撮像するという SDSS 広域撮像サーベイ [129] により、銀河系周辺には矮小銀河の集積の痕跡と考えられる複数の部分構造が発見されたことに加えて [14; 15]、我々の銀河系に付随する矮小銀河、特に超低光度矮小銀河 (Ultra Faint Dwarf) が多数発見されるようになってきた (例えば、[16])。また、アンドロメダ銀河についても、Giant Stream の発見に引き続き [54]、広域深撮像サーベイ [80]、によって多数の矮小銀河が発見されるようになってきた (例えば、[99])。今や局所銀河群のメンバー銀河は約 80 個を数えるようになってきており、矮小銀河の構造や星生成史を広い等級範囲に渡って詳細に調べることが可能になると共に、局所銀河群という環境の中での個々の銀河の性質の研究が進められるようになってきた (例えば、[81])。

多数の矮小銀河が発見されてくると、これら矮小銀河はホスト銀河の周りにランダムに分布しているのではなく、いくつかの平面上に集中して分布しているようだと指摘されるようになってきた ([57]、図 3.51)。このような平面状分布は銀河系の衛星矮小銀河についても古くから指摘されてきたきたが [76]、アンドロメダ銀河についても同様な分布がみられることが明らかにされたのである。複数の矮小銀河が同一平面上に分布することから、これらの矮小銀河がコヒーレントな運動を持つグループとして降着してきたということが示唆されるが、冷たい暗黒物質に基づく階層的構造形成理論ではこのような平面状分布を再現することは難しく、大きな問題として注目される [93]。ただし最近、冷たい暗黒物質に基づくモデルでも説明可能との提案もある [102]。これらのモデルを検証するには、現時点で得られているデータでは銀河個々の距離の不定性が大きい上に運動情報が欠落している。今後は TMT 等の高解像度撮像観測により固有運動情報を得て、位置・速度の 6 次元情報もとづく理論モデルとの詳細な比較を可能とし、銀河群スケールでの階層的構造形成理論の検証を行う。

また、van der Marel らは HST ACS/WPC3 の 5〜7 年間隔のデータを用いてアンドロメダ銀河の固有運

動を求め、局所銀河群の未来を予想している (図 3.51); [108; 120; 130; 121])。彼らは局所銀河群の質量を $(4.93 \pm 1.63) \times 10^{12} M_{\odot}$ と推定しており、固有運動に基づくシミュレーションから銀河系とアンドロメダ銀河は 5.86 Gyr 後に合体し、太陽は銀河中心から 10–50 kpc の距離に飛ばされる (また 20 %の確率で M 33 に取り込まれる)、という興味深い予想を行っている。

このような予想の精度を高め、将来の太陽系・銀河系・局所銀河群の未来の姿を知るためには、今後の高解像度撮像観測による銀河の固有運動の測定が必須である。

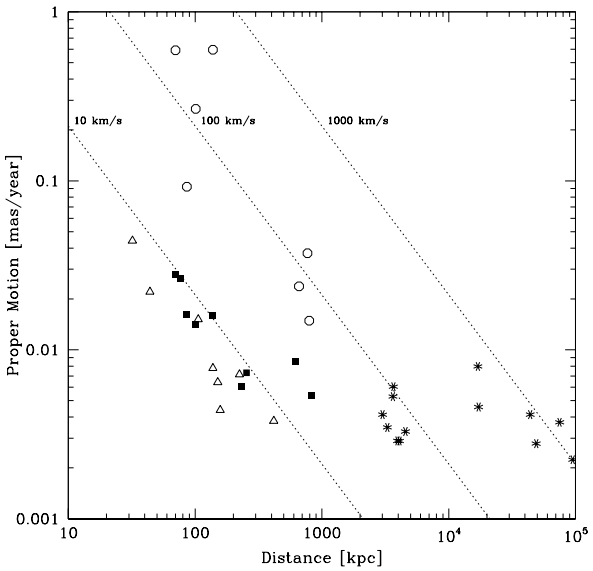


図 3.52: 局所銀河群銀河、近傍の銀河群・銀河団に期待される固有運動。三角形と四角形は局所銀河群の矮小楕円体銀河であり、銀河を構成する星の視線方向速度分散を固有運動に変換し縦軸の値とした。丸印は局所銀河群銀河の (銀河全体の) 固有運動の実測値であり、米印は近傍銀河団・銀河群について構成する銀河の視線方向速度分散を固有運動に変換しプロットしたものである。参考のため、接線方向速度 10, 100, 1000 km s^{-1} が距離に従ってどのくらいの固有運動として観測されるかを点線で描いた。この図より、近くの局所銀河群銀河の星や局所銀河群銀河の (銀河全体の) 固有運動の測定には ∼0.01 mas $year^{-1}$ 程度、近傍銀河団・銀河群の銀河の固有運動の測定には 0.01 mas $year^{-1}$ 以下の位置測定精度が必要であることが分かる。

図 3.52 は局所銀河群銀河に期待される固有運動を各銀河までの距離の関数としてプロットしたものである。局所銀河群銀河の固有運動は 0.01 mas $year^{-1}$ 程度が期待されるため、測定精度としては 0.01 mas $year^{-1}$ が必要ということになる。十分な光量を持つ星を十分に安定した観測装置で観測することにより、1/100 ピクセル程度まで中心位置決定精度が実現していることを考慮すると [94]、TMT の K バンド回折限界 0.015 arcsec が実現すれば 10 年程度の時間間隔データで測定が可能となってくると考えられる。この観測性能を活かして、銀河の固有運動の測定を進める。

局所銀河群の構造–近傍銀河団との比較

同様の研究はさらに遠方の銀河団・銀河群についても行うことが可能となるだろう。例えば、近傍のおとめ座銀河団で横断速度 3000 km s^{-1} を持つ銀河の固有運動を計算すると 0.037 mas $year^{-1}$ となる。HST による局所銀河群銀河の固有運動決定精度は ∼10 mas $century^{-1}$ 程度であり (例えば、[94])、TMT は HST に比べて約 10 倍解像力が上がることを考慮すると、固有運動の測定は十分に可能であると考えられる。銀河の固有運動が求まることにより、銀河団 (群) の質量、銀河の運動と銀河の進化史の関係、銀河群の多様性の研究など新たな局面の銀河研究が可能となってくると考えられる。

表 3.8: 必要とする望遠鏡、装置

テーマ	必要な観測とデータ
銀河系中心	地上超大型望遠鏡・近赤外高分解能撮像 (10 mas 以下)
	地上超大型望遠鏡・近赤外分光 (視線速度測定)
銀河系中心・バルジ	8 m 級望遠鏡・近赤外広視野撮像 (GLAO、30 分角以上)
	スペース近赤外位置天文
円盤構造	スペース位置天文 (可視・赤外)
	地上中-大型望遠鏡・多天体可視・近赤外分光 ($R > 10,000$)
ハロー構造	地上大型望遠鏡・可視広視野撮像 (1 度角以上)
ハロー構造・初代星	地上大型望遠鏡・可視多天体分光 ($R \sim 2000 - 5000$、1 度角以上)
ハロー構造・化学進化	地上超大型望遠鏡・可視高分散分光 ($R > 50,000$)
矮小銀河	地上超大型望遠鏡・可視 (多天体) 高分散分光
	地上超大型望遠鏡・広視野可視・近赤外高空間分解撮像 (1 度角以上、回折限界)

3.6.8　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
青木　和光	国立天文台 (班長)	§ 3.6.1, § 3.6.6
西山　正吾	宮城教育大学	§ 3.6.2
矢野　太平	国立天文台	§ 3.6.2
松永　典之	東京大学	§ 3.6.3
石垣　美歩	東京大学 Kavli-IPMU	§ 3.6.4, § 3.6.5
田中　幹人	東北大学	§ 3.6.4
小宮山　裕	国立天文台ハワイ観測所	§ 3.6.5, § 3.6.7

参考文献

[1] 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, 2012,
http://www.naoj.org/Projects/newdev/ngao/20120807/subaru_ngao20120802.pdf
[2] 天文月報　r プロセス特集: 2014, 天文月報 107, No.1 および No.2
[3] 4MOST—4-metre Multi-Object Spectroscopic Telescope, www.4most.eu
[4] Ackermann, M., et al. 2014, Physical Review D, 89, 042001
[5] Adams F. C., et al. 2010, ARA&A, 48, 47
[6] Aloisi, A., et al. 2007, ApJL, 667, 151
[7] Angelil, R. & Saha, P. 2010, ApJ, 711, 157
[8] Aoki, W., et al. 2009, ApJ, 698, 1803
[9] Aoki, W., et al. 2014, Science, 345, 912
[10] Asplund, M., et al. 2006, ApJ, 644, 229
[11] Battaglia, G., et al. 2013, NewAR, 57, 52
[12] Bechtol, K. et al. 2015, ApJ, 807, 50
[13] Begelman, M. C., et al. 1980, Nature, 287, 307

[14] Belokurov, V., et al., 2006, ApJL, 642, L137
[15] Belokurov, V., et al., 2007, ApJ, 658, 337
[16] Belokurov, V., et al., 2007, ApJ, 654, 897
[17] BeSSeL; http://bessel.vlbi-astrometry.org/
[18] Böker, T., et al. 2002, AJ, 123, 1389
[19] Bonaca, A., et al. 2012, ApJL, 760, L6
[20] Bond, N. A., et al. 2010, ApJ, 716, 1
[21] Bovy, J., et al. 2012, ApJ, 755, 115
[22] Brown, T. M., et al. 2003, ApJL, 592, L17
[23] Carlberg, R. G., et al. 2011, ApJ, 731, 124
[24] Carollo, D., et al. 2007, Nature, 450, 1020
[25] Carraro, G., 2014, IAUS, 298, 7
[26] Caswell, J. L., et al. 2010, MNRAS, 404, 1029
[27] Chiba, M. & Beers, T. C. 2000, AJ, 119, 2843
[28] Christlieb, N., et al. 2002, Nature, 419, 904
[29] Cooper, A. P., et al. 2010, MNRAS, 406, 744
[30] Côté, P., et al. 2006, ApJS, 165, 57
[31] de Boer, T. J. L., et al. 2012, A&A, 544, A73
[32] de Boer, T. J. L., et al. 2012, A&A, 539, A103
[33] de Bruijne, J. H. J. 2012, Ap&SS, 341, 31
[34] Dékány, I., et al. 2015, ApJL, 799, L11
[35] Drake, A. J., et al. 2014, ApJS, 213, 9
[36] Eggen, O. J., et al. 1962, ApJ, 136, 748
[37] Evans, N. W., et al. 2009, MNRAS, 393, L50
[38] Ferrarese, L., et al. 2006, ApJ, 644, L21
[39] Frebel, A., et al. 2010, ApJ, 708, 560
[40] Frebel, A., et al. 2014, ApJ, 786, 74
[41] Fujii, M. S., et al. 2011, ApJ, 730, 109
[42] Gaia; http://sci.esa.int/gaia/
[43] Gaia-ESO, http://www.gaia-eso.eu/
[44] GALAH—GALactic Archaeology with HERMES, http://www.mso.anu.edu.au/galah/projects.html
[45] Gillessen, S., Genzel, R., et al. 2012, Nature, 481, 51
[46] Ghez, A. M., et al. 2008, ApJ, 689, 1044
[47] Gilbert, K. M., et al. 2012, ApJ, 760, 76
[48] Gillessen, S., et al. 2009, ApJ, 692, 1075
[49] Graham, A. W., Spitler, L. R. 2009, MNRAS, 397, 2148
[50] Hayashi, K. & Chiba, M. 2012, ApJ, 755, 145
[51] Honma, M, 2013, ASPC, 476, 81
[52] Howes, L. M., et al. 2014, MNRAS, 445, 421
[53] HSC white paper
[54] Ibata, R., et al. 2001, Nature, 412, 49
[55] Ibata, R. et al. 2003, MNRAS, 340, L21
[56] Ibata, R., et al. 2005, ApJ, 634, 287
[57] Ibata, R. A., 2013, Nature, 493, 65
[58] Ishigaki, M. N., et al. 2012, ApJ, 753, 64
[59] Ivezić, Ž., et al. 2008, ApJ, 684, 287

[60] Ivezić, Ž., et al. 2012, ARA&A, 50, 251
[61] Ivezić, Ž., et al. 2014, arXiv:0805.2366
[62] Izotov, Y. I. & Thuan, T. X. 2004, ApJ, 616, 768
[63] JASMINE; http://www.jasmine-galaxy.org/
[64] Jurić, M. et al. 2008, ApJ, 673, 864
[65] Kaiser, N., et al. 2010, Ground-Based and Airborne Telescopes III. Edited by Stepp, 7733, 77330E77330E14
[66] Kalberla, P. M. W., et al. 2014, ApJ, 794, 90
[67] Kalirai, J. S., et al. 2006, ApJ, 648, 389
[68] Kawata, D., et al. 2014, MNRAS, 443, 2757
[69] Keller, S. C., et al. 2013, Publications of the Astronomical Society of Australia, 24, 1
[70] Kirby, E., et al. 2011, ApJ, 727, 79
[71] Kirby, E. N., et al. 2013, ApJ, 779, 102
[72] Koposov, S., et al. 2008, ApJ, 686, 279
[73] Koposov, S., et al. 2015, ApJ, 805, 130
[74] LAMOST, http://www.lamost.org/
[75] LAMOST: http://www.lamost.org/public/?locale=en
[76] Lynden-Bell, D. & Lynden-Bell, R. M., 1995, MNRAS, 275, 429
[77] Mackey, A. D., et al. 2006, ApJL, 653, L105
[78] Martínez-Delgado, D., et al. 2010, AJ, 140, 962
[79] Martig, M., et al. 2014, MNRAS, 442, 2474
[80] McConnachie, A. W., 2009, Nature, 461, 66
[81] McConnachie, A. W., 2012, ApJ, 144, 4
[82] Mikolaitis, $\check{S}$., et al. 2014, A&A, 572, 33
[83] Minchev, I., et al. 2015, ApJL, 804, 9
[84] Momany, Y., et al. 2006, A&A, 451, 515
[85] Moore, B., et al. 1999, ApJ, 524, L19
[86] Namekata, D., et al. 2009, ApJ, 691, 1525
[87] Ness, M., et al. 2013, MNRAS, 430, 836
[88] Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 2010, A&A, 511, L10
[89] Oka, T., et al. 2012, ApJS, 201, 14
[90] Okamoto, T. 2013, MNRAS, 428, 718
[91] Optical Gravitational Lensing Project; http://ogle.astrouw.edu.pl/
[92] Palomer Transient Factory, http://www.ptf.caltech.edu/
[93] Pawlowski, M. S., et al. 2012, MNRAS, 423, 1109
[94] Piatek, P., et al., 2007, AJ, 133, 818
[95] Prantzos, N. 2012, A&A, 542, A67
[96] RAVE—the Radial Velocity Experiment, https://www.rave-survey.org/project/
[97] Reid, M. J. & Honma, M. 2014, ARA&A, 52, 339
[98] Rejkuba, M., et al. 2014, ApJL, 791, L2
[99] Richardson, J. C., et al., 2011, ApJ, 732, 76
[100] Ruchti, G. R., et al. 2011, ApJ, 737, 9
[101] Ryan, S. G., et al. 1996, ApJ, 458, 543
[102] Sawala, T., et al. 2014, arXiv:1412.2748
[103] Sbordone, L., et al. 2010, A&A, 522, A26

[104] Searle, L., & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357
[105] Sesar, B., et al. 2007, AJ, 134, 2236
[106] Shaya, E. J., & Tully, R. B., 2013, MNRAS, 436, 2096
[107] Sloan Digital Sky Survey (SDSS), http://www.sdss.org/
[108] Sohn, S. T., et al. 2012, ApJ, 753, 7
[109] Spite, F., & Spite, M. 1982, A&A, 115, 357
[110] Stolte, A., et al. 2008, ApJ, 675, 1278
[111] Stolte, A., et al. 2002, A&A, 394, 459
[112] Tanaka, M., et al. 2010, ApJ, 708, 1168
[113] Tanaka, M., et al. 2011, ApJ, 738, 150
[114] Tajitsu, A., et al. 2015, Nature, 518, 381
[115] Takada, M., Ellis, et al. 2014, PASJ, 66, R1
[116] Tanikawa, A., & Umemura, M. 2011, ApJL, 728, L31
[117] Tanikawa, A., & Umemura, M. 2014, MNRAS, 440, 652
[118] Tolstoy, E., et al. 2009, ARA&A, 47, 371
[119] Trujillo, I., & Bakos, J. 2013, MNRAS, 431, 1121
[120] van der Marel, R. P., et al. ApJ, 753, 8
[121] van der Marel, R. P., et al. 2012, ApJ, 753, 9
[122] Vargas, L. C., et al. J. D. 2013, 767, 134
[123] Vargas, L. C., et al. 2014, ApJL, 797, L2
[124] VERA; veraserver.mtk.nao.ac.jp/
[125] VISTA Variables in the Via Lactea, Minniti et al. 2010, New Astronomy, 15, 433–443
[126] Walker, M. G., et al. 2009, ApJ, 704, 1274
[127] Weisz, D. R., et al. 2014, ApJ, 789, 147
[128] Yelda, S., et al. 2010, ApJ, 725, 331
[129] York, D. G., et al., 2000, AJ, 120, 1579
[130] http://www.nasa.gov/mission_pages/hubble/science/milky-way-collide.html

3.7　銀河系・近傍銀河の星生成と物質進化

3.7.1　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

銀河内の星生成活動によって、ガス中の金属量が増加し、ダストが形成される。それらによって、さらなる星生成が進み、銀河の進化とともに、物質に富む現在の宇宙に至った。この多様な物質に満ちた豊かな宇宙を生んだ過程の一つである銀河進化の解明に、近傍銀河の詳細観測によってアプローチする (図 3.53)。ガス・ダスト進化 (物質進化) と星生成は密接な関係がある。多様で豊かな宇宙をもたらした銀河進化プロセスにおいて、星生成と物質進化は最も本質的な物理素過程と言える。しかし、銀河の星生成率の大きな違い、ガス・ダスト進化の多様性を生んでいる、物理条件の本質が理解できていない。現在の星生成率、将来の星生成のためのガス貯蔵量、そして、これまでの星生成によって形成された現在のダストの性質について、銀河形態および銀河内の局所条件に対する依存性を明らかにすることは、宇宙多様化における「銀河の働き」を理解するうえで必要不可欠である。

1 銀河の星生成率の多様性を生む物理条件を探る
星生成率は銀河毎に 8 桁もの違いがあり、銀河内でも大きく変化する。星生成率とガスの面密度の間には、およそ冪乗則の正相関が存在する。しかし、依然として銀河の星生成率の大きな違いを生んでいる物理条件の本質が理解できていない。近傍銀河を空間分解し、ダストによる連続波とバンド放射・吸収、電離・原子ガスによる微細構造線、分子ガスによる回転遷移線などを用いて、銀河の局所領域の物理条件 (ガス密度・温度・金属量、ダスト質量・温度・組成、輻射場強度・温度、衝撃波強度など) を求め、星生成率の違いを生んでいる本質的な物理条件を探る。

2 銀河のガス・ダスト進化を探る
ガスとダストの質量比は同じ星生成率でも 2 桁近くも異なっている。どこでダストが生成・変成し、それが星生成活動にどのような役割を果たすのか。近年、「見えない」分子ガスが多量 (分子相の 30–100 %) に存在することが分かりつつある。星生成の原料の貯蔵庫として「見えない」分子ガスがいかなる役割を果たしているのかは、よく分かっていない。銀河内の星生成に伴ってガス・ダストがいかに進化したか、また、それらの進化が星生成にいかなる影響を与えたかを解明し、物質進化と銀河進化の相互作用を理解する。

3 銀河の磁場の進化を探る
星生成には、乱流や磁場が重要な役割を果たす。一般に、face-on 銀河では渦状腕に沿った整列磁場が、edge-on 銀河では円盤に垂直な成分が見られることが知られているが、この銀河スケールで整列した磁場構造は、宇宙初期から続いているものであろうか。多くの銀河は衝突・合体を経て、現在の姿になったと考えられている。銀河間に重力的な相互作用が働くと、非対称なガスフローや、ガス圧縮、シアー (回転方向のずれ) の影響により、銀河の構造とともに銀河の磁場構造も進化する。可視光・近赤外線偏光観測により、これらの手がかりを得る。

近傍宇宙には、星生成・ダスト生成初期の小さな銀河 (矮小銀河) や、終焉段階の年老いた銀河 (楕円銀河) も多く存在するため、銀河進化の最初から最後までを調べることができる。とくに矮小銀河や楕円銀河は赤外線で暗い銀河であるため、近傍でのみ観測が可能である。距離 100 Mpc 以内の近傍銀河は、金属量 2 桁、星生成率 4 桁に渡る多様性を見せ、この統計サンプルから星生成率との関連を調べることができる。

銀河の局所領域の物理状態を観測的に得ること、様々な条件の銀河で同研究ができることは、銀河進化の結果たどり着いた現在の銀河の状態を理解するうえで重要である。これは空間分解できない、また限られた種類の銀河しか検出できない、遠方宇宙の理解にも重要なツールとなりうる。また究極的には、どの銀河のどのような環境で惑星系形成が可能であるか、あるいは habitable な条件が得られるか、天の川銀河における物質進化は他の銀河と比べてどうか、といった問いに挑むことにもつながる。

3.7.2 銀河の星生成率の多様性を生む物理条件を探る

銀河の星生成率とガス量の面密度の間には、冪乗則の正相関が知られている (Kennicutt-Schmidt 則)。その正相関は、星生成率に対して 7 桁程度もの広範囲にわたって成立している。このことは、ガス量が星生成を決める主パラメーターの一つであることを意味する [19]。

星生成領域は、電離領域、光解離領域、および分子雲領域に大別される。[OI] 63 μm や [CII] 158 μm は、光解離領域に存在する中性ガスの冷却に主に寄与すると考えられ、星生成率との相関が期待される。実際、Herschel による [OI] 63 μm や [CII] 158 μm 等での銀河の輝線マッピング観測によって、星生成率とこれら輝線との相関が明らかになっている [5]。ただしその相関は、輝線の種類によって大きく異なる。図 3.54 は、さまざまな金属量を示す矮小銀河に対して、星生成率と輝線光度 ([OI] 63 μm, [CII] 158 μm) との相関関係を示したものである。上段 (図 3.54a, b) は銀河内の局所領域 (100 pc スケール) の星生成率–輝線光度関係、下段 (図 3.54c, d) は銀河全体の星生成率–輝線光度関係である。いずれも、[OI] 63 μm は [CII] 158 μm の場合に比べて、星生成率に対して広範囲にわたって良い相関を示す。図 3.54a, b に注目すると、銀河内だけでなく、銀河間にも星生成率–輝線光度関係の分散が見られる。さらに、[OI] 63 μm と [CII] 158 μm の各々の場合において、星生成率–輝線光度関係の分散が銀河内と銀河全体で大きな差がない。これらの分散は、星生成領域近傍における物理状態 (金属量、放射場強度、ダスト特性等) の多様性を強く示唆しており、銀河内はもとより、銀河間では特にその多様性が高い。つまり、多様な星生成の背景には、多様な物理状態が深く関連している。それゆえ、近傍銀河の多様な星生成の背後に潜む物理を理解することが、宇宙史における銀河成長を正しく理解するためには欠かせない。以下では、取り組むべき具体的な課題について言及する。

ガス輝線とダストバンドによる銀河の局所領域の物理診断

星生成をトリガーする仕組みや星生成の進化段階は、領域によって様々であるため、ガス量が同じでも星生成率が異なることが考えられる。一つ一つの星生成領域を空間分解し、ガス診断・ダスト診断により領域の物理状態が分かれば、支配的なプロセスを特定できる。

例えば「あかり」は、波長 9, 18, 65, 90, 140, 160 μm の 6 つの波長帯で、天の川銀河内に存在する個々の星生成領域を観測し、大質量星の放射場と周辺星間物質の構造との関連性を研究した。大質量星生成による激しい紫外線放射もしくは星風は、星間物質のバブル状構造を形成させると考えられている。バブルには大きく分けて、球殻状のバブル (closed bubble) と、一部が破れた構造のバブル (broken bubble) が存在する [3]。Broken bubble は、理論 [12] から予想される分子雲衝突がもたらす形状に近い形を示す (図 3.55)。「あかり」は、多様な構造をもつバブル領域のダスト診断を行った。その結果、closed bubble は中心の励起星の存在で説明できるサイズ・放射場構造をしている。一方、broken bubble の中には、中心の励起星の存在だけでは説明で

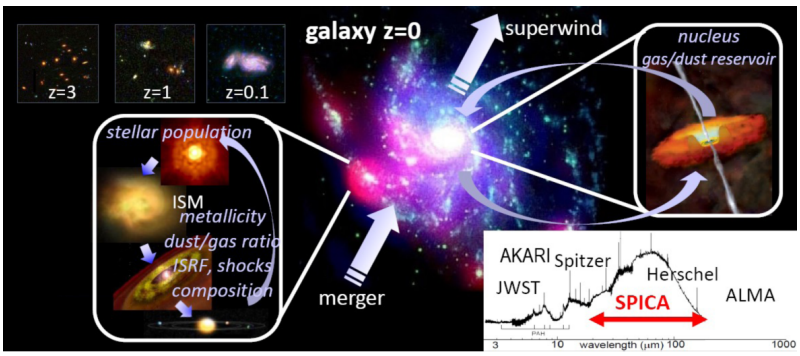


図 3.53: 多様で豊かな現在の宇宙の姿を形作る上での近傍銀河の役割。銀河進化の結果、たどり着いた現在を理解するうえで重要。星形成に伴って進行する、物質進化プロセスを銀河スケールで解明することが期待される（M82（Colbert et al. 1999; Sloan et al. 2003）について掲載許可取得済み）。

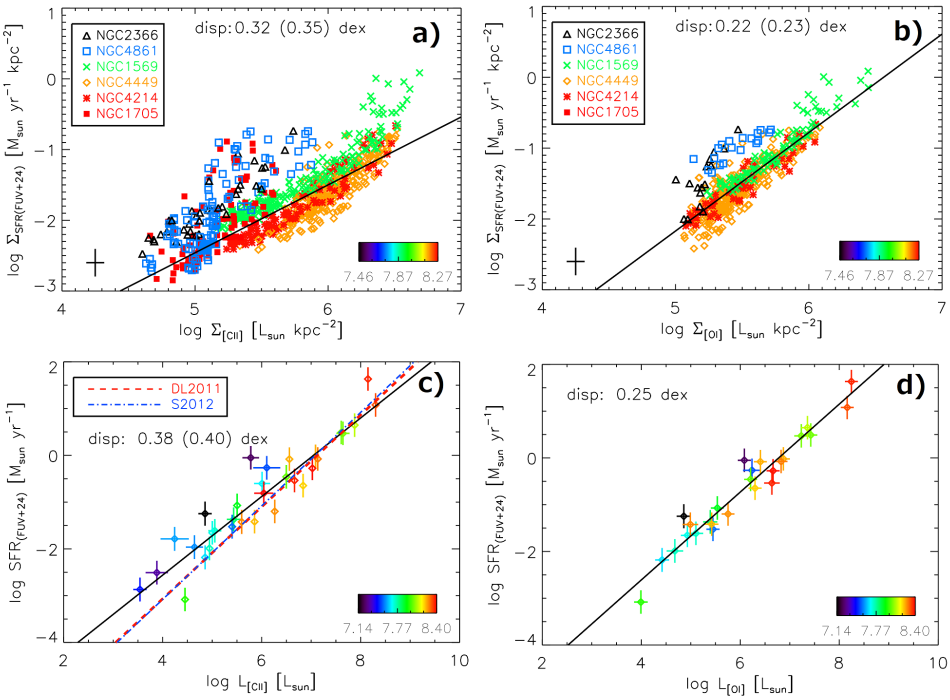


図 3.54: 矮小銀河の星生成率–輝線光度の関係 [5]（掲載許可取得済み）。a) と c) は、輝線光度に [CII] 158 μm を使った結果。b) と d) は、[OI] 63 μm を使った結果。a) と b) は、銀河内局所領域毎 (100 pc スケール) の関係であるのに対し、c) と d) は、銀河毎の関係を示す。色の違いは銀河の金属量 (12+log[O/H]) の違いを示す。星生成率は、FUV 光度と 24 μm 光度の和から導出された。

きないサイズ・構造の天体が見つかった。さらに、これらの broken bubble では、PAH (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon) の局所的破壊が見られることから、過去に分子雲衝突を起こしている可能性が高いことが分かった [13]。大質量星の激しい放射場環境に晒されている星間物質が、散逸することなく次世代星の誕生へと連鎖させていくシナリオを説明するには、分子雲衝突が有力であると考えられている。Broken bubble と分子雲衝突との関連性を観測的に示すためには、放射場強度のみならず、ショックの診断も重要である。

天の川銀河内から系外銀河に注目すると、図 3.56(左) の破線で示されるように、銀河の星生成率の高低によらず、星生成の活動領域がコンパクトなもの (100 pc) から広がったもの (10 kpc) まで存在することが分かる。このような星生成率の多様性を生む物理過程を本質的に理解するには、100 pc 程度のスケールで、ガス量に加え局所領域毎の物理診断が欠かせない。局所領域の物理状態を本質的に理解するためには、中間–遠赤外線帯に存在する 10–20 本の輝線を用いる必要がある。こうした輝線強度からガス温度・密度・ショック指標を求め、領域の物理条件を得ることが可能になる (§3.7.5)。また、10 kpc 程度ものスケールで星生成している事例が存在することから、銀河全体をカバーする観測が必要である。さらに、図 3.56(右) によると、冪乗則から大きく外れるのは、星生成率の低い銀河 (x 印)、あるいは、低金属量の銀河 (○印) であることが分かる。つまり、特にこのような種の銀河を観測することが、銀河の星生成の物理を理解するうえで重要である。

以上から、星生成率の多様性を生む物理条件を探るには、特に Kennicutt-Schmidt 則を大きく外れるような近傍銀河に対して、従来を凌ぐ圧倒的な感度 (高いサーベイ効率による広域観測の実現) と高解像度 (局所観測の実現) を兼ね備えた、中間–遠赤外線波長帯での分光マッピング観測が欠かせない。

見えない H_2 ガス (CO-dark 分子ガス) の定量化

銀河の星生成率は、図 3.56(右) に示されるように、ガス量と密接に関係する。従って、銀河進化を議論する上でガス量の正確な導出が重要である。しかし、星間ガスの大部分 (>90 %) を占める水素分子 (H_2) は、極性

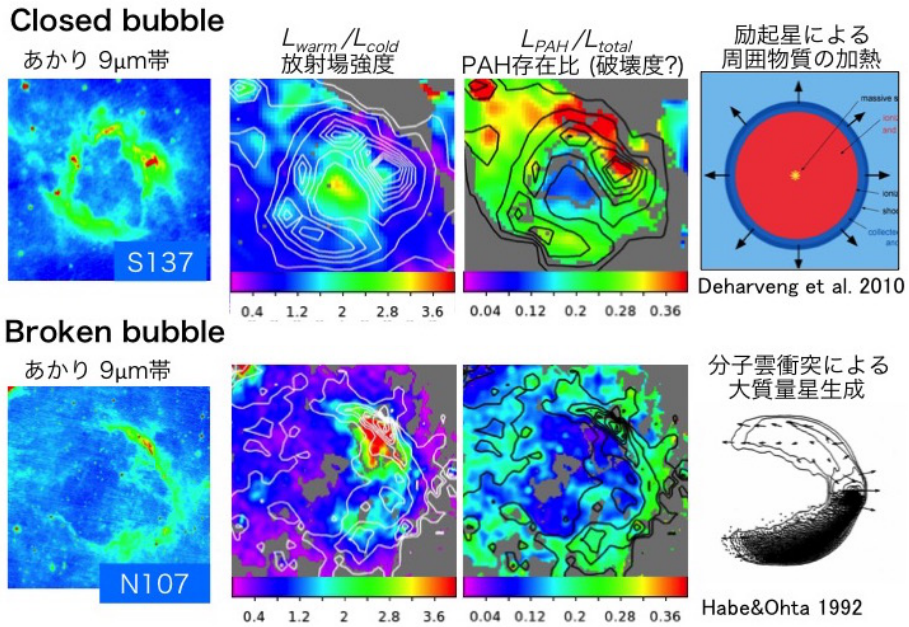


図 3.55: Closed bubble(上段) と broken bubble(下段) の、それぞれの代表例について、左から、バブルの構造 (波長 9 μm 帯画像)、放射場構造 (warm dust / cold dust の放射強度比マップ)、PAH の相対存在量分布 (PAH / cold dust の放射強度比マップ) と、概念図を示す（掲載許可取得済み)。

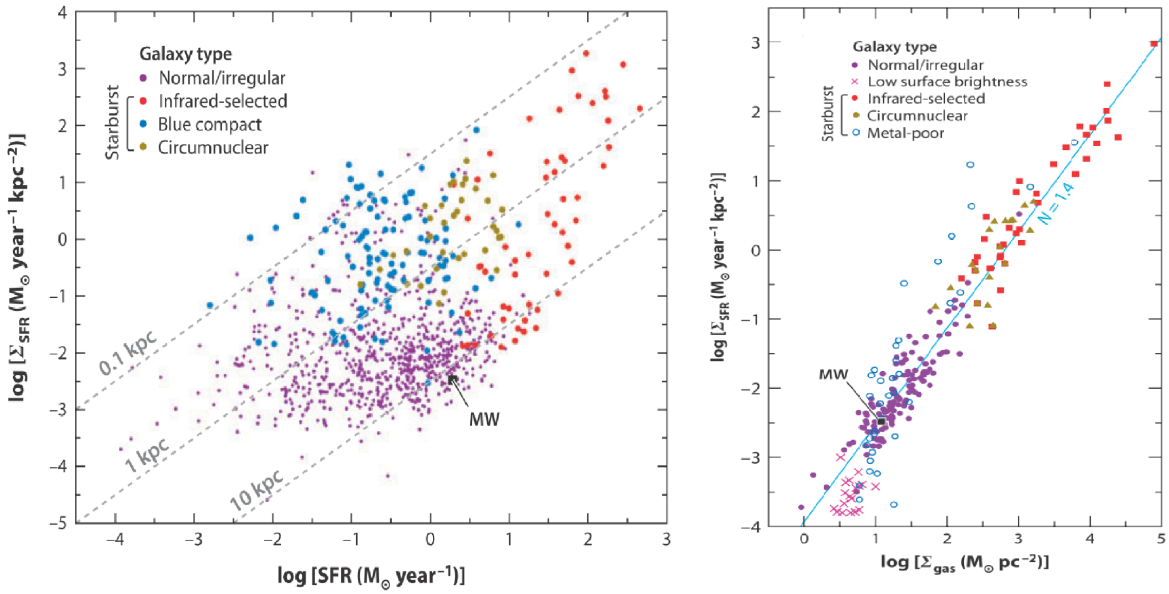


図 3.56: 近傍銀河の観測で得られた、(左) 星生成面密度 ($\Sigma_{\rm SFR}$) と星生成率 (SFR) の関係、(右) 星生成面密度 ($\Sigma_{\rm SFR}$) とガス面密度 ($\Sigma_{\rm gas}$) の関係 [19]（掲載許可取得済み)。左図の破線は、星生成領域のサイズを示す。また、右図の線は、$\Sigma_{\rm SFR}$=$\Sigma_{\rm gas}^{1.4}$ を示したものであり、データ点に対するベストフィットの線ではないことに注意。また、色の違いは、銀河タイプの違いを反映しており、両プロットにおいて共通である。MW は天の川銀河を指す。星生成率は Hα 輝線強度から見積もられた。

を持たないため双極子放射をしない。そのため、全ガス量を求める一般的な方法では、有極性分子である CO を検出し、その 1 万倍の H_2 が存在することを仮定していた。しかし、この方法では仮定した CO と H_2 の存在比に結果が大きく依存してしまう。そもそも、CO が H_2 の良いトレーサーなのかは、大きな疑問が挙がっている。

例えば、星間空間の PAH は、中性物質の分布の良いトレーサーとして知られている。「あかり」の観測によると、銀河面のように濃い分子雲が多い領域では、CO と PAH の放射強度に有意な相関が見られる一方で、近場の高銀緯分子雲のように diffuse な分子相を空間分解できる領域では、CO でカバーできない PAH 放射領域が顕著になる (図 3.57)。これは、CO でトレースできない中性領域が多いことを示唆している。

さらに、[CII] 158 μm も一般的な中性物質のトレーサーであると考えられている。Herschel によって天の川銀河の [CII] 158 μm 放射の広域観測が行われ、個々のガス雲に由来する [CII] 輝線と HI 輝線の強度の関係が調べられた (図 3.58 左)。観測された [CII] 輝線の強度は、HI 輝線のそれから見積もられる、HI 相に由来する [CII] 輝線の強度 (図中の線) よりも高いことが分かった。Herschel で観測したガス雲の種類は大別して 4 つある。そのうち 3 種類は、図 3.58(右) の模式図で示されるうに、(上段) 希薄な水素原子ガス雲、(中段) 希薄な分子雲、および、(下段) 遷移分子雲である。因みに、4 つ目は濃い分子雲である。いずれも、紫外光に晒されているガス雲全体もしくは、外層に HI 相が存在し、C^+ がそこに共存している描像である。図 3.58(左) の理論線は、この HI 相に共存する C^+ からの [CII] 輝線強度を見積もったものである。従って、観測された高い [CII] 輝線の強度は H_2 相に由来するものであり、[CII] 輝線は H_2 の良いトレーサーとなる。特に、希薄な分子雲においては、CO では H_2 をトレースすることができないが (CO-dark 分子ガス相)、[CII] 輝線でなら H_2 をトレースできる。

では、CO-dark 分子ガス相にあるガス雲が、天の川銀河にどの程度存在するのか? 図 3.59(左) は、観測した各ガス雲中の CO-dark 分子ガス相の質量比を天の川銀河半径に対してプロットしたものである。CO-dark 分子ガスの質量比は、銀河内側 (~1 kpc) では約 20 %であるが、外側 (~8 kpc) に向かって約 50%へ系統的に増加する。また図 3.59(右) で示されるように、希薄な分子雲ではその 70–100%が CO-dark 分子ガス相である。天の川銀河内に存在する CO-dark 分子ガス相は、全分子相の 20–100 %に相当することが分かった。CO-dark 分子ガス相にある水素分子は、次世代の星生成の原料の貯蔵庫として、銀河の星生成にも重要な役割を担うと考えられる。

CO で測定できないこのガス相を定量化するためには、分子相の H_2 ガスの個数密度を別の方法で測定する必要がある。H_2 をトレースできる HD 輝線 (HD 0–0 R(0) 112 μm、HD 0–0 R(1) 56 μm、HD 0–0 R(2) 38 μm 等)、もしくは CO を伴わない分子相からも放射される [CII] 158 μm 輝線の観測が必要であり、これを近傍銀河で行うには、Herschel よりも高感度な冷却赤外線望遠鏡が必要になる。

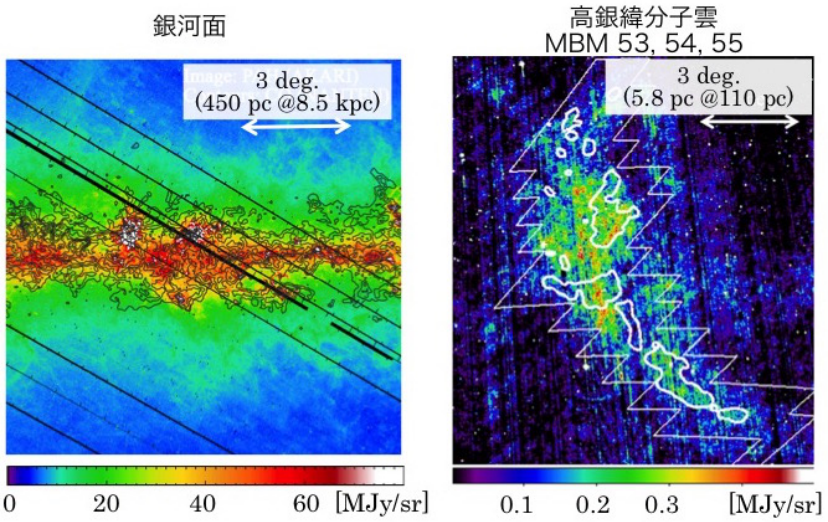


図 3.57: (左) 銀河面中心付近の 6°×6° 領域の「あかり」PAH 放射マップに、NANTEN による ^{12}CO のコントアを重ねたもの [28]（掲載許可取得済み)。PAH 放射と CO 放射は空間的に良い相関を見せる。(右) 高銀緯分子雲 MBM 53、54、55 中心の 6°×6° 領域の「あかり」PAH 放射マップに、NANTEN2 による ^{12}CO のコントアを重ねたもの [1]（掲載許可取得済み)。PAH 放射と CO 放射は空間的に相関してはいない。

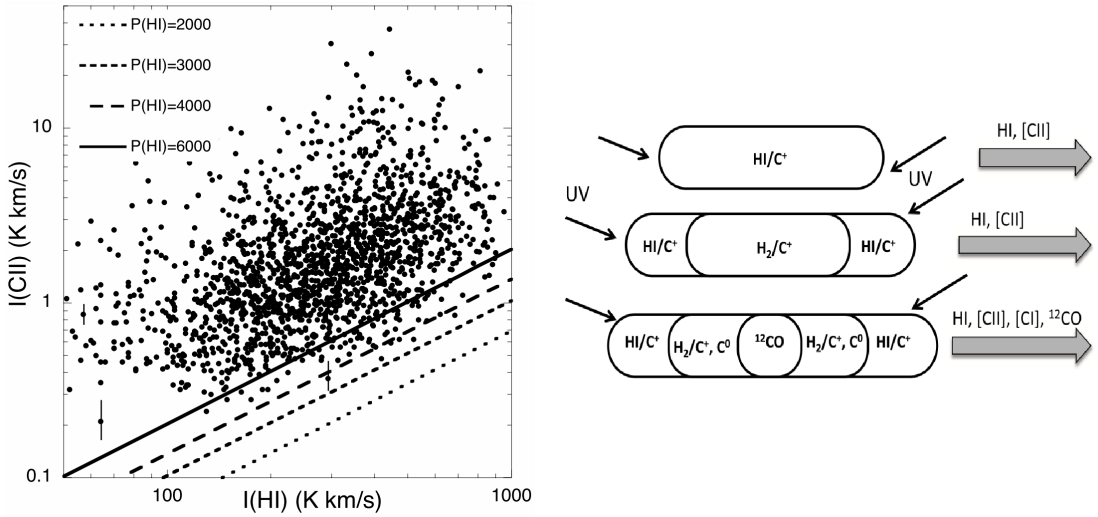


図 3.58: (左)Herschel による天の川銀河に存在するガス雲に由来する [CII] 輝線強度と HI 輝線強度との関係 [20]（掲載許可取得済み）。４本の線は、HI 輝線強度をもとに、４つの典型的な圧力を仮定した場合から予想される [CII] 輝線強度。(右) Herschel で観測されたガス雲の種類別模式図。上段から順に希薄な水素原子ガス雲, 希薄な分子雲、および、遷移分子雲である。中段のガス雲は、H_2 は存在するが CO は存在しない、CO-dark 分子ガス相にある。

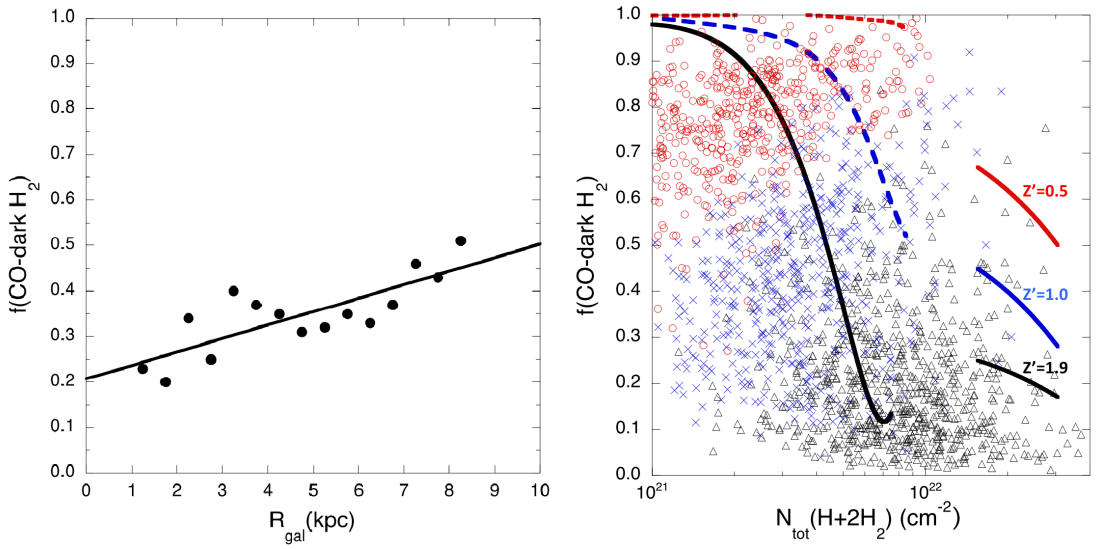


図 3.59: (左) 天の川銀河の各ガス雲に対する CO-dark 分子ガスの質量比の動径方向依存性（掲載許可取得済み）。(右) 分子雲フェーズの違いによる CO-dark 分子ガスの割合（掲載許可取得済み）。赤 (○印)、青 (×印) および、黒 (△印) は、それぞれ、希薄な分子雲、遷移分子雲、および、濃い分子雲を示す。右端の曲線は、金属量の違いによるモデル計算結果。

3.7.3　銀河のガス・ダスト進化を探る

ガス・ダスト進化と銀河進化は密接に関連する。図 3.60 に、この様子を模式的に表す。本研究の主指標として、ガス進化を「金属量の増加」、ダスト進化を「ダスト・ガス質量比の増加」と定義する。後者については、さらに「ダスト組成変化、結晶度変化」にも注目する。銀河中心核活動や銀河内における星生成活動は、場所の依存性が大きい。局所的な事象が、銀河内の広域に影響を及ぼす過程も重要である。

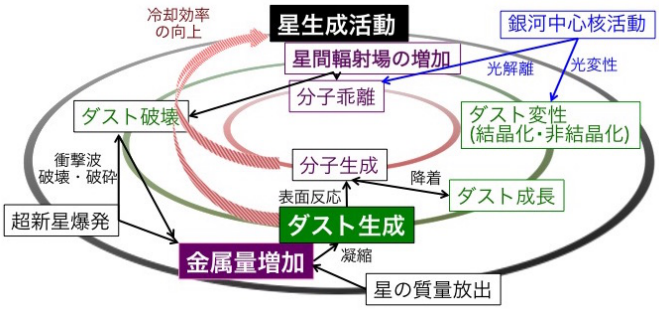


図 3.60: ガス・ダスト進化と銀河進化 (星生成活動・銀河中心核活動) の関係。階層 (銀河活動・星活動、ダスト、分子ガス) の違いを色と線種で表す。

図 3.61 に、近傍銀河のダスト進化について、Herschel の最新成果を示す。Herschel と Spitzer の測光データを用いて、銀河内の各領域における Spectral Energy Distribution(SED) を作成し、ダスト赤外線放射の理論モデルを用いたフィッティングからダストの質量分布を求めた。ガスの質量分布は HI と CO 観測から求めている。その結果、ダスト・ガス質量比の空間分布は、銀河内で 1 桁以上異なっていることが分かった [2]。ダスト形成は銀河中心領域では進んでおらず、北西方向の領域で進んでいることが分かる。この違いがどの物理条件に依るものなのかを知るためには、中間赤外線・遠赤外線分光情報が必要不可欠である。しかし、現存する分光データは、空間解像度・感度ともに 1–2 桁足りず、観測領域も明るい領域 (銀河中心、巨大星生成領域) に限られる。

ガス・ダスト進化の多様性

ガス・ダスト進化の多様性を探るには、その供給や破壊の仕組みから調べる必要がある。現在の天の川銀河の星間ダストは、主に進化後期 (AGB 星段階) の低質量星からの質量放出によって、宇宙空間に供給されたと考えられている。「あかり」の赤外線全天サーベイ観測により、AGB 星と星間ダストの、天の川銀河内での分布

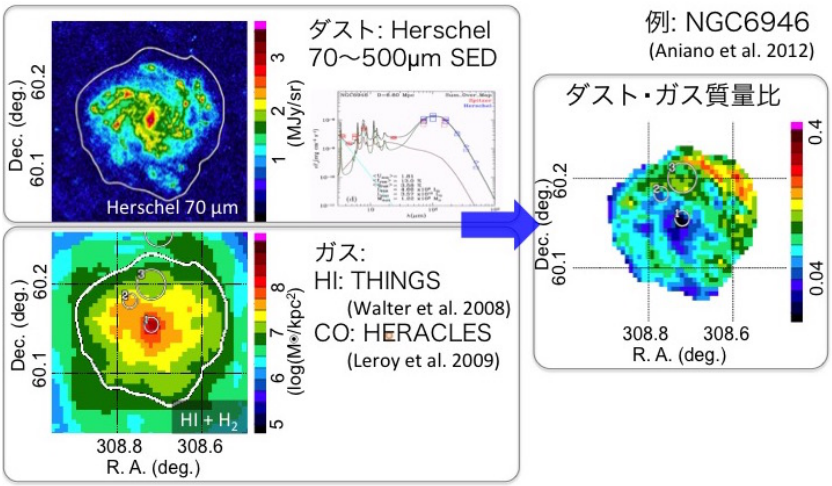


図 3.61: 近傍銀河 NGC 6946(距離 ~7 Mpc) のダスト・ガス質量比の空間分布を求めた例 [2]（掲載許可取得済み）。ダスト質量の導出には、Herschel と Spitzer の測光データを用いた。ガス質量は、THINGS (HI) [31]、HERACLES (CO) [21] によって得られた。

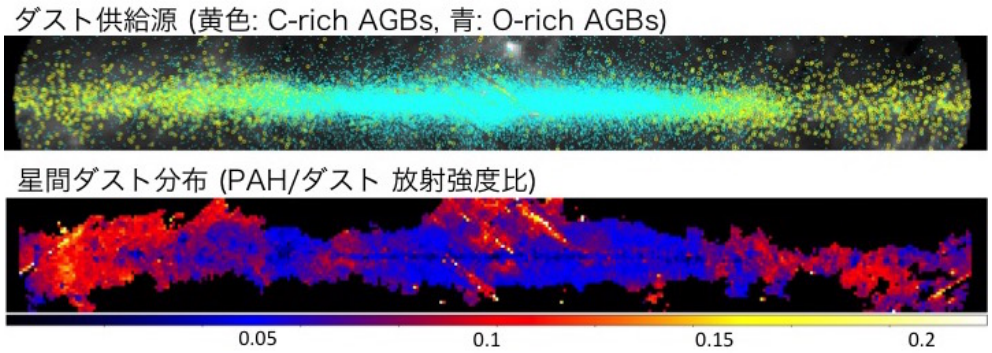


図 3.62: (上) ダストの主な供給源である、AGB 星の天の川銀河内での分布を、銀河座標で表示 [16]（掲載許可取得済み)。黄色が炭素系粒子の供給源である C-rich 星、青色がシリケイト系粒子の主な供給源である O-rich 星を示す。それぞれ、「あかり」中間赤外線全天カタログ [15] の波長 9 μm および 18 μm データからセレクトした。(下) 炭素系粒子である PAH の放射と、シリケイト系と思われるダストの熱放射の強度比のマップ [17] (掲載許可取得済み)。「あかり」9 μm マップを PAH 放射マップ、「あかり」90 μm マップをダスト放射マップとして利用した。

に関する研究が進められた (図 3.62)。その結果、炭素系粒子の主な供給源である Carbon-rich AGB 星は、銀河内で比較的一様に部分しているのに対し、シリケイト系粒子の主な供給源である Oxygen-rich AGB 星は、銀河中心方向に集中しているという結果が得られた [16]。これは、AGB 星の population が生まれた場所の金属量に依存して進化し、さらに進化後期に周囲の星間空間の化学進化を誘発することを意味する。実際に、炭素系粒子の代表である多環式芳香族炭化水素 (PAH) と、シリケイト系ダストの分布の違いが見られる (図 3.62)。将来的に望遠鏡の空間分解能が上がれば、星生成率や金属量などの物理条件の異なる、他の銀河でも同様の研究が可能となり、銀河の中でどのようにダストが供給され星間空間に行き渡り、銀河の化学進化に繋がるのか理解が進む。

低金属量銀河におけるダスト生成の謎

ところが、銀河のダスト量 (ダスト・ガス比) の違いを金属量で説明できるかというと、そう単純では無い。図 3.63 に、Herschel による低金属量銀河の IZw18[9] と SBS0335-052[14] のダスト量測定の結果を示す。Herschel によって、金属量が低くダストが少ない銀河からもダスト検出が可能になった。これらの銀河の金属量は太陽の 1/30 ほどであり、例えば Himiko[25] などの宇宙初期の銀河の環境や、宇宙初期のダスト生成を理解するためのサンプルとしても注目されている。

測定されたダスト量は、矮小銀河 SBS0335-052 では予想の 4 倍の量だったのに対し [14]、IZw18 では予想の 200 分の 1 の量であり、ダストが非常に少ないことが分かった。IZw18 にはガスが豊富に存在し、星生成活動度も既に高いことから、ダスト生成が始まったばかりの状態か、あるいは星の強い輻射場によってダスト破壊が進んだ状態が考えられる。少なくとも、ダスト冷却が働かないという点で、一般に理解された星生成メカニズムとは異なる。このように、ダスト・ガス質量比と金属量、星生成率の関係を決める本質の物理条件は全く分かっていない。この関係を知ることは、初期段階の銀河進化・物質進化を理解するうえで、非常に重要である。

Spitzer、Herschel によって、銀河の局所領域での SED を得ることができ、ダスト・ガス質量比の分布を測れるようになった (例えば ~7 Mpc の距離にある銀河では、100 pc の空間スケールで SED 分布が求められている)。ISO では、高分散分光 (R~2000) により様々なガス輝線・ダストフィーチャーを検出し、物理状態の診断ができたが、空間分解はできなかった。2020 年代の宇宙望遠鏡では、Spitzer、Herschel 並の空間分解能と ISO 並の波長分解能で、直接局所領域の物理診断を行い、ガス・ダストの進化を決めている条件に迫る。

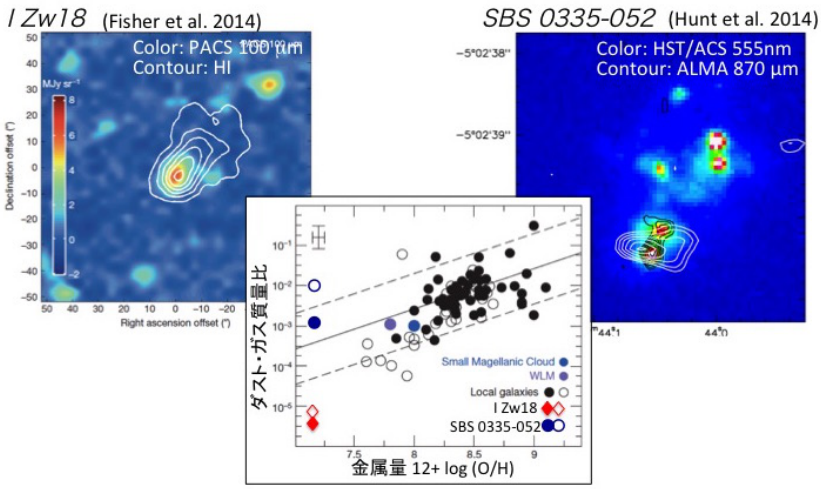


図 3.63: (左上) 矮小銀河 IZw18 の Herschel 100 μm の画像に HI の contours を重ねたもの [9]（掲載許可取得済み）。(右上) 矮小銀河 SBS 0335-052 の HST/ACS 画像に ALMA 870 μm の contours を重ねたもの [14]（掲載許可取得済み）。(下) ダスト・ガス質量比と金属量の関係を、さまざまな近傍銀河に対してプロットしたもの [9]（掲載許可取得済み）。黒塗りの丸 (●) と白抜きの丸 (○) の違いは、ガス質量の見積り方法の違いである。前者は、H_2 と H_I 質量が分かっている天体に対し、その総和をガス質量として見積もった。一方、後者は、H_2 もしくは、H_I 質量しか分からない天体に対し、H_2/H_I 質量比から、ガス質量を見積もったものである。IZw18 について、黒塗りの菱形 (◆) は、電波画像で銀河の大きさを決めた場合の値、白抜きの菱形 (◇) は、赤外画像で銀河の大きさを決めた場合の値を示す。図中の直線は近傍銀河の平均的な金属量とダスト・ガス質量比の関係を示す。SBS 0335-052 のダスト・ガス質量比は、この関係と同銀河の金属量から予想されるダスト・ガス質量比に比べて、４倍高い。一方、IZw18 のダスト・ガス質量比は、この関係から大きく外れ、予想値の 1/200 と非常に低い。

氷で探る、現在と過去の銀河の物理状態

宇宙で生命が誕生するまでの過程では、分子の進化が必要不可欠である。そして、その複雑な進化過程の中での最も基本的なステップは、ダスト表面で起こる氷分子生成反応であると考えられている。近年では実際に、ALMA などの電波観測によって、ダスト表面で生成されたと考えられる複雑な有機分子が観測されるようになってきており、氷分子の研究は宇宙の物質進化や生命の起源を探るという点で重要性を増してきている。氷は低温・高密度な分子雲内部 ($A_V \sim 10$ mag, $T \sim 10$ K) で生成される。様々な環境に応じてその結晶状態、存在量、スペクトルの吸収プロファイルが変化することから、周囲の星間環境をよく反映する物質であることが知られている。氷の中でも、H_2O、CO_2、CO は特に存在量が多く、重要な分子である。H_2O 氷は最も存在量が多い氷であり、低温環境下でもダスト表面反応により、比較的スムーズに生成される。そのため、氷の総量の指標として有用である。一方、CO_2 氷はダスト表面上の H_2O-CO 氷に対して紫外線が照射されることで生成する可能性が示されている [32]。これらを合わせると、CO_2/H_2O 比 (CO_2 氷の H_2O 氷に対する存在量) は紫外線による分子進化の指標と考えることが出来る。CO は昇華温度がこれらの氷の中で最も低いため [18 K, 30]、温度環境の指標としても有用である。

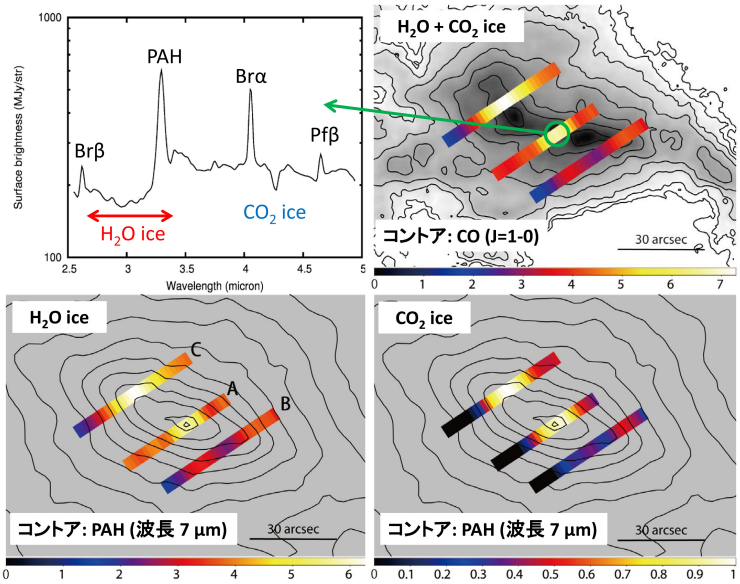


図 3.64: 「あかり」近赤外線分光による M 82 の氷の観測結果 [33] (掲載許可取得済み)。カラーは氷の吸収柱密度 (10^{17} cm^{-2}) を示す。

氷による吸収は、これまで銀河系内の天体 (特に原始星周囲) でよく検出されており [10]、実験室データと比較することで、氷マントルの構造・組成やその空間分布についての議論が行われている。それに比べて、系外銀河における氷の研究は十分ではない。近傍銀河では氷は検出報告自体が非常に少なく、遠方銀河では検出こそされているが、氷の性質を活用した議論は十分なされていないというのが現状である。一方で近傍銀河では、銀河スケールでの様々な活動性の星生成活動を捉えることができる。したがって、近傍銀河における氷の研究を進めることによって、銀河の星形成活動が分子進化・組成に与える影響を明らかにでき、それらは遠方銀河における氷研究への基礎になることが期待される。

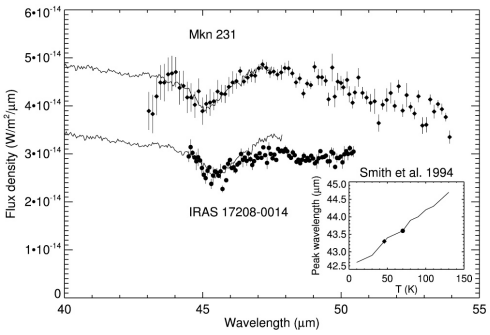


図 3.65: Mkn 231, IRAS 17208-0014 における、結晶質の H_2O 氷の検出例 [6] (掲載許可取得済み)。

図 3.64 に、近傍銀河 M82 における氷の観測結果を示す [33]。「あかり」近赤外線分光観測の結果、M82 では H_2O 氷、CO_2 氷が検出され、それらの空間分布は銀河スケールで異なっていること、さらに CO_2/H_2O 比は銀河中心 (大質量星生成領域) で高くなっていることがわかった。この結果は、銀河内でも氷の進化は一様ではなく、銀河の中心部ほど分子の進化が進んでいることを示している。また銀河の中心部で CO_2/H_2O 比が高くなっているという結果は、CO_2 氷の生成には大質量星が寄与していることを示唆している。しかし、大質量星から放射される紫外線は強い星間減光を受けるため、CO_2 氷の生成には直接寄与できない。そこで、分子雲内に紫外線を供

給できる可能性として、宇宙線と水素分子の相互作用によって生じる紫外線 [26] が議論された。現在の有力な宇宙線加速源は超新星残骸であり、これは大質量星生成領域に多く存在していることが期待される。したがって M82 の結果は、大質量星生成に伴ってできた超新星残骸が、その周囲で宇宙線を加速し、分子雲内部で紫外線を作り出すことで CO_2/H_2O 比を増加させていることを示唆している。これらの結果は、氷の進化が周囲の星生成活動と密接にリンクしていることを初めてクリアに示している。

このように、近傍銀河においても近年、空間情報を合わせて詳細な氷の研究が行えるようになってきた。しかし、現状では感度、空間分解能ともにまだまだ十分ではない。現在の感度では、ターゲットが活発な星生成銀河の明るい領域に限られており、重要な氷のうち最も弱い CO 氷が検出できてない。また、現在の空間分解能では、氷が存在している個々の高密度分子雲 ($\sim$ 10 pc) を空間分解できていない。そこで、次のステップとしては、主要な氷を検出できる高感度な観測で、氷を持つ個々の分子雲とその周囲の星生成領域を空間分解して調べることが重要となる。このためには分光マッピングが必要であり、観測には JWST が有効である。これによって、周囲の星生成活動が、分子雲内の氷の組成に与える影響をダイレクトに調べることができると期待される。現在、本格的な ALMA の運用によって、近傍銀河においても分子雲の空間分布が詳細に調べられつつある。このような情報を活用することで、天の川銀河と同様に分子雲のスケールで、近傍銀河の氷の進化を議論することが可能になると期待される。

また、これまで十分に調べられていない重要な観点として、氷の結晶化がある。ここまでで述べた H_2O 氷に関する議論は、非晶質の氷 (観測波長 3 μm 、6 μm) によるものであり、結晶質の氷は波長 44 μm、62 μm にスペクトルフィーチャーを持つことが知られている。銀河における結晶質 H_2O 氷の検出例を、図 3.65 に示す [6]。結晶質氷は、非晶質氷のアニーリング ($T > 100$ K) によって生成されると考えられているため [22]、結晶質氷の観測からは分子雲に対する熱履歴を明らかにすることが出来る。しかし、結晶質氷が見られる波長帯は、これまで感度の良い観測が難しかったため、十分な情報が得られていない。今後は、この波長帯を観測可能な SPICA が、氷の結晶化を調べるのに非常に重要な役割を果たすと期待される。この観測を実現するためには、あらかじめ非晶質氷の空間分布を調べておく必要があるため、前述の分光マッピングがより重要となるだろう。

3.7.4　銀河の磁場の進化を探る

星生成には、乱流や磁場が重要な役割を果たす。物質、特に荷電粒子は、磁場を横切って移動することは難しい。磁場の向きは物質の流れ (移動) を制限し、質量降着にも強く影響する。銀河の星生成率やダスト・ガス比の違いを生む原因として、外力による星形成のトリガーおよび抑制プロセスも重要である。銀河間に重力的な相互作用が働くと、非対称なガスフローや、ガス圧縮、シアーの影響により、銀河の構造とともに銀河の磁場構造も変化する。磁場の観測により、これらの手がかりを得ることが可能である。

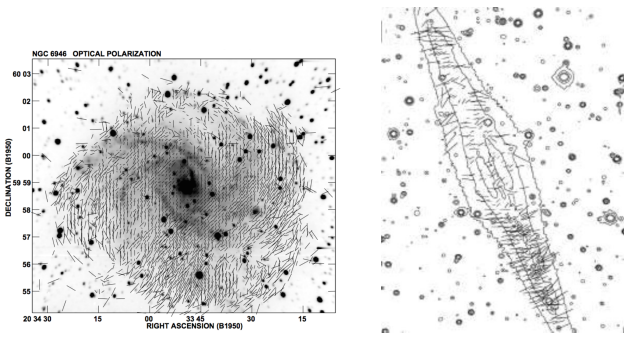


図 3.66: (左) Face-on の渦巻き銀河 NGC6946 の、可視光による偏光観測。磁場が渦状腕に沿っている様子が見られる [8] (掲載許可取得済み)。(右) Edge-on の渦巻き銀河 NGC891 の、可視光による偏光観測。円盤垂直方向に沿った磁場が見られる [7] (掲載許可取得済み)。

銀河の可視光での偏光観測は、1990 年前後から本格的に行われるようになり、今では様々な銀河に規則正しい磁場が存在することが知られている。face-on 銀河では渦状腕に沿った整列磁場が (図 3.66 左)、edge-on 銀河では円盤に垂直な成分が (図 3.66 右)、見られることが知られている。この銀河スケールで整列した磁場構造は、宇宙初期から続いているものであろうか。多くの銀河は衝突・合体を経て、現在の姿になったと考えられており、この間に、銀河の磁場構造も進化してきたと考えられる。



図 3.67: (左) NGC4038/39 の、VLA 4.86 GHz (6.2 cm) 観測による、B-vectors マップ [4]（掲載許可取得済み）。(右) Stephan ’s Quintet の VLA 4.86 GHz (6.2 cm) 観測による、B-vectors マップ [24]（掲載許可取得済み）。背景は、ともに HST による可視光画像。

衝突・合体銀河における磁場の進化

衝突銀河の一つ、NGC4038/39 の例では (図 3.67 左)、北側部分と銀河間部分 (衝突の影響を受けつつ星生成が未だ始まっていない領域) で、それぞれ圧縮・シアー (回転方向のずれ) により、渦状腕に沿って整列した磁場が見られる。しかし南側部分では、誘発された活発な星生成により、ガスとともに磁場も掻き乱され、磁場は強い (∼30 μG) が整列は見られない。コンパクトな銀河群の例、Stephan’s Quintet では、重力的相互作用により誘発された星形成で outflow が誘発され、ガスと磁場が銀河間空間に漏れ出ている。図 3.67 右は、銀河間空間に広がった高温のガスが偏光し、ガス圧縮によって磁場が整列している様子を示している。

銀河スケールでの磁場の存在とは別に、天の川銀河内で見られるように、各星生成領域にも局所的な磁場の整列が見られる [29]。この磁場構造は、銀河スケールの磁場とは必ずしも揃っていない。銀河スケールの磁場と局所的な磁場は、空間的にどのように関連しているのだろうか。また、この関係は、普通の銀河と星生成効率が一桁高い衝突・合体銀河では、どのように違うのだろうか。近傍銀河全体を、星生成領域のスケールで高空間分解・偏光マッピングすることができれば、情報が得られるだろう。

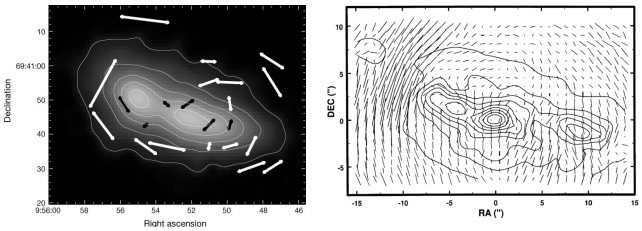


図 3.68: (左) M82 銀河の、波長 850 μm での偏光観測 [11]（掲載許可取得済み）。(右) 近赤外線での偏光観測 [18]（掲載許可取得済み）。850 μm では bubble 状に磁力線が揃っているのに対し、近赤外線偏光では、円盤と垂直方向に磁場が揃っているように見える。

衝突銀河については、普通の銀河に比べ、偏光の観測例が少ない。現存の偏光観測装置では、銀河の衝突・合体が盛んだった時期 (遠方) の銀河の空間分解が難しい。2020 年代に 30 m 級の地上大型望遠鏡で、広視野 AO と偏光撮像観測が可能になれば、異なる衝突段階の銀河を多数、高空間分解能な偏光観測をすることにより、銀河が衝突・進化していく時系列において、磁場の向き・規則性がどのように変遷するかを探ることができる。また、近傍銀河を星生成領域の空間スケール (∼100 pc) でマッピングすることができれば、局所的な磁場と銀河全体の磁場の関係も明らかにできるだろう。

可視光・近赤外線での偏光観測と、電波での偏波観測結果は、一致する場合もあるが、M82 のように電波と近赤外線で異なる偏光パターンを示す例もある (図 3.68)。物理状態を総合的に理解するためには、多波長での観測が必要である。光が偏光を起こす要因には、ダストによる散乱や減光、シンクロトロン放射が考えられるが、磁場に沿って整列したダストの減光の寄与が大きい点で、可視光・近赤外線観測は有効である。

3.7.5　2020 年代における近傍銀河の観測的研究

星生成活動と物質進化は互いに密接に関係し、最も本質的な物理素過程である。多様な星生成活動、物質進化および、それらの相互作用の総合的理解が、銀河進化における「銀河の働き」を理解する上で欠かせない。この観点から、2020 年代において取り組むべき三大課題について述べた。本節では、こうした課題に挑戦するための、より具体的な研究計画について述べる。

近傍銀河の候補選定

星生成率と金属量は、銀河成長と物質進化を特徴づける二大重要パラメータである。それゆえ、観測候補として、銀河全体の星生成率と金属量が既知の銀河を幅広く選ぶ。さらに、これらのパラメータと、星質量や銀河年齢の指標となる可視光光度や銀河形態に対して、広いレンジをカバーしたサンプルが必要になる。これらは、遠方銀河研究のテンプレートとしても活用できる。図 3.69 左に、既知の近傍銀河における、星生成率と金属量を銀河までの距離を関数とした関係を示す。また、1″ 角の分解能で空間分解できる実空間スケールも併記した (赤字)。最重要パラメータの星生成率と金属量では、特に、高星生成率と低金属量の銀河を選定する。加えて、可視光度 (星質量・銀河年齢)、銀河形態 (渦巻銀河、楕円銀河、レンズ状銀河、矮小銀河、不規則銀河・その他) を万遍無くカバーするためには、距離 100 Mpc までの銀河をくまなくサーベイする必要がある。距離 10 Mpc 前後に存在する銀河サブサンプル 100 個に対しては、50 pc スケールでの詳細なスペクトルマップを取得する。また、連続波スペクトルの形状を正確に決めるために、分光のみならず撮像観測も行う。図 3.69 右に、z<0.02(D<100 Mpc) の銀河の比星生成率・金属量・星質量 (g バンド等級) の関係をプロットする。星生成率 (範囲 4 桁)・金属量 (2 桁) を 0.1 dex×0.1 dex のセルに分割したとき、各セル毎に少なくとも 5 個のサンプルを確保できる見込みであり、合計約 4000 個の銀河を観測することで、多変量解析も可能となる。

ガス輝線・ダストフィーチャーの検出

多様な星生成活動、物質進化および、それらの相互作用の理解には、銀河の局所領域での物理状態を把握することが必要不可欠である。そのためには、各銀河に対してスペクトルマップおよび撮像によるマップを取得し、各物理量の銀河内分布を得る。局所領域中の、ガス密度・ガス温度・輻射場温度・金属量・衝撃波強度・AGN の影響度を求めるために、ガス輝線観測によるガス診断を行う。また、ダスト温度 (輻射場強度)、ダスト質量、サイズ分布、組成、結晶度 (熱履歴を反映) を求めるために、ダスト連続波・ダストフィーチャー観測

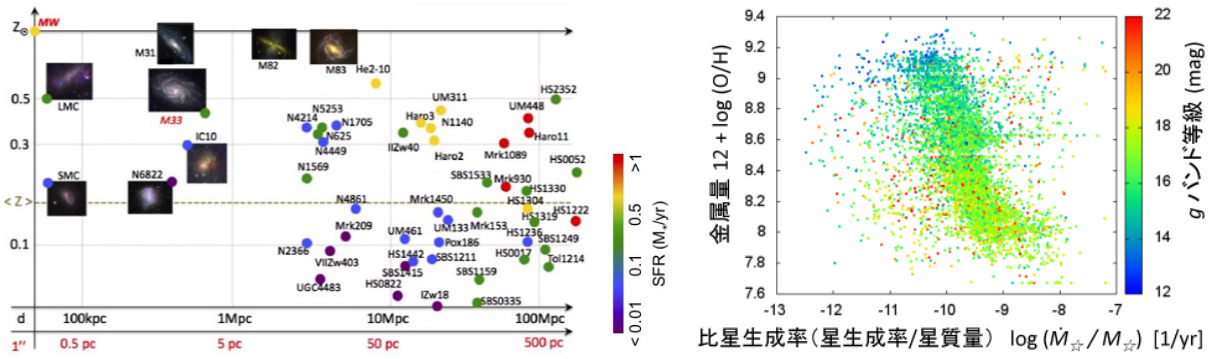
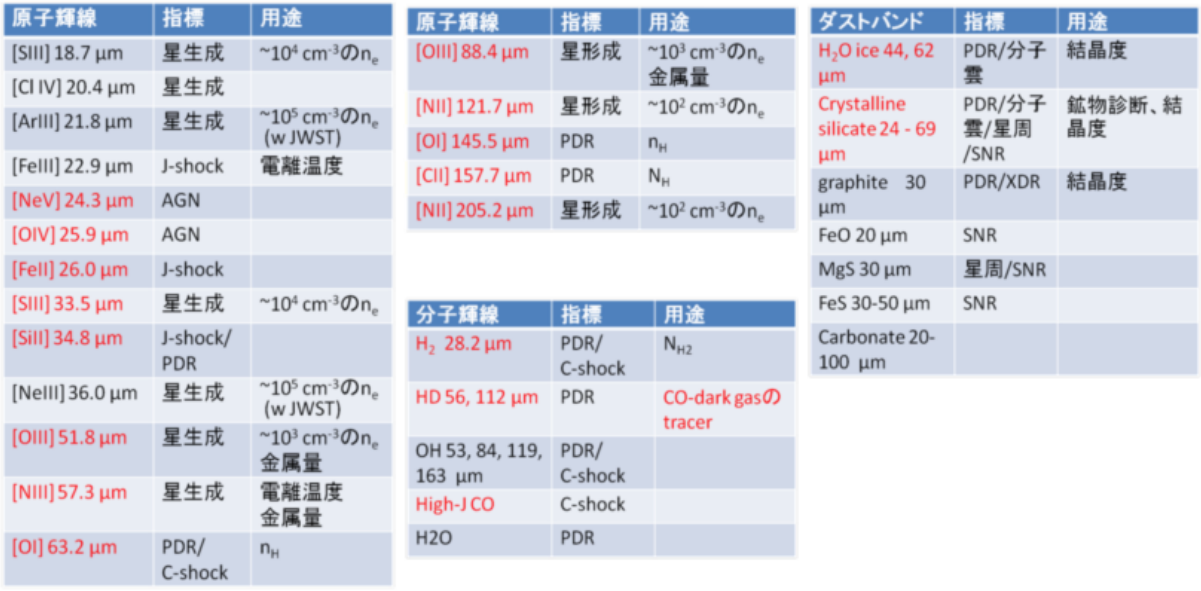


図 3.69: (左) 知られている近傍銀河の、距離 (横軸)・金属量 (縦軸)・星生成率 (カラー) ・形態 (画像) をプロットしたもの。横軸に、1″ が何 pc にあたるかも示す。これらのパラメータ範囲を万遍なくカバーするには、距離 100 Mpc までのサーベイが必要である。(右)z<0.02 の銀河として分類されている SDSS カタログ天体の、比星生成率・金属量・星質量 (g バンド等級; カラーで表現) の関係。緩い相関が見られるが、分散も大きい。



原子輝線	指標	用途
[SIII] 18.7 μm	星生成	~10^4 cm^{-3}のn_e
[Cl IV] 20.4 μm	星生成	
[ArIII] 21.8 μm	星生成	~10^5 cm^{-3}のn_e (w JWST)
[FeIII] 22.9 μm	J-shock	電離温度
[NeV] 24.3 μm	AGN	
[OIV] 25.9 μm	AGN	
[FeII] 26.0 μm	J-shock	
[SIII] 33.5 μm	星生成	~10^4 cm^{-3}のn_e
[SiII] 34.8 μm	J-shock/ PDR	
[NeIII] 36.0 μm	星生成	~10^5 cm^{-3}のn_e (w JWST)
[OIII] 51.8 μm	星生成	~10^3 cm^{-3}のn_e 金属量
[NIII] 57.3 μm	星生成	電離温度 金属量
[OI] 63.2 μm	PDR/ C-shock	n_H

原子輝線	指標	用途
[OIII] 88.4 μm	星形成	~10^3 cm^{-3}のn_e 金属量
[NII] 121.7 μm	星形成	~10^2 cm^{-3}のn_e
[OI] 145.5 μm	PDR	n_H
[CII] 157.7 μm	PDR	N_H
[NII] 205.2 μm	星形成	~10^2 cm^{-3}のn_e

分子輝線	指標	用途
H_2 28.2 μm	PDR/ C-shock	N_{H2}
HD 56, 112 μm	PDR	CO-dark gasの tracer
OH 53, 84, 119, 163 μm	PDR/ C-shock	
High-J CO	C-shock	
H2O	PDR	

ダストバンド	指標	用途
H_2O ice 44, 62 μm	PDR/分子雲	結晶度
Crystalline silicate 24 - 69 μm	PDR/分子雲/星周/SNR	鉱物診断、結晶度
graphite 30 μm	PDR/XDR	結晶度
FeO 20 μm	SNR	
MgS 30 μm	星周/SNR	
FeS 30-50 μm	SNR	
Carbonate 20-100 μm		

図 3.70: ガス診断・ダスト診断に使う、主な輝線とバンド。

による、ダスト診断を行う。中間・遠赤外線帯で見られる原子輝線・分子輝線・ダストバンドと、これらの強度比・プロファイルから求まる物理量を、図 3.70 にまとめる。

観測データ (ガス輝線・ダストフィーチャー) からの物理量の導出

ガス密度からダスト質量までの具体的な導出手順計画を図 3.71 に示す。ダストサイズ分布については、図 3.72(導出その 2) のダストモデルを詳細化することで、小さなダスト成分が大きなダスト成分に比べて相対的に増えているか (ダスト破砕)、減っているか (ダスト破壊) を捉える事ができると考えている。さらに連続波スペクトルにダストバンドが検出されれば、ダストの化学組成、結晶度等をパラメータとしたフィッティングが可能になる (図 3.73)。結果、ダストの化学組成、結晶度の情報が得られる。銀河核 (活動性がある、または過去にあった場合) や超新星・超新星残骸などからの検出が期待される。

表 3.9: 必要とする望遠鏡、装置

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
銀河の星生成率の多様性を生む物理条件を探る	近傍銀河	スペース赤外線望遠鏡, 地上 30 m	赤外線分光 $R \sim 1000$, $\sim 3''$
銀河のガス・ダスト進化を探る	近傍銀河	スペース赤外線望遠鏡, 地上 30 m	赤外線分光 $R \sim 100, 1000$, $\sim 3''$
銀河の磁場の進化を探る	近傍銀河	地上 30 m + 広視野カメラ + AO	偏光観測 FOV $> 1^\circ \times 1^\circ$

3.7.6 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
金田 英宏	名古屋大学 (班長)	§ 3.7.1, § 3.7.5
永山 貴宏	鹿児島大学	§ 3.7.4
鈴木 仁研	Netherlands Institute for Space Research (SRON)	§ 3.7.2
石原 大助	名古屋大学	§ 3.7.2, § 3.7.3
山岸 光義	名古屋大学	§ 3.7.3

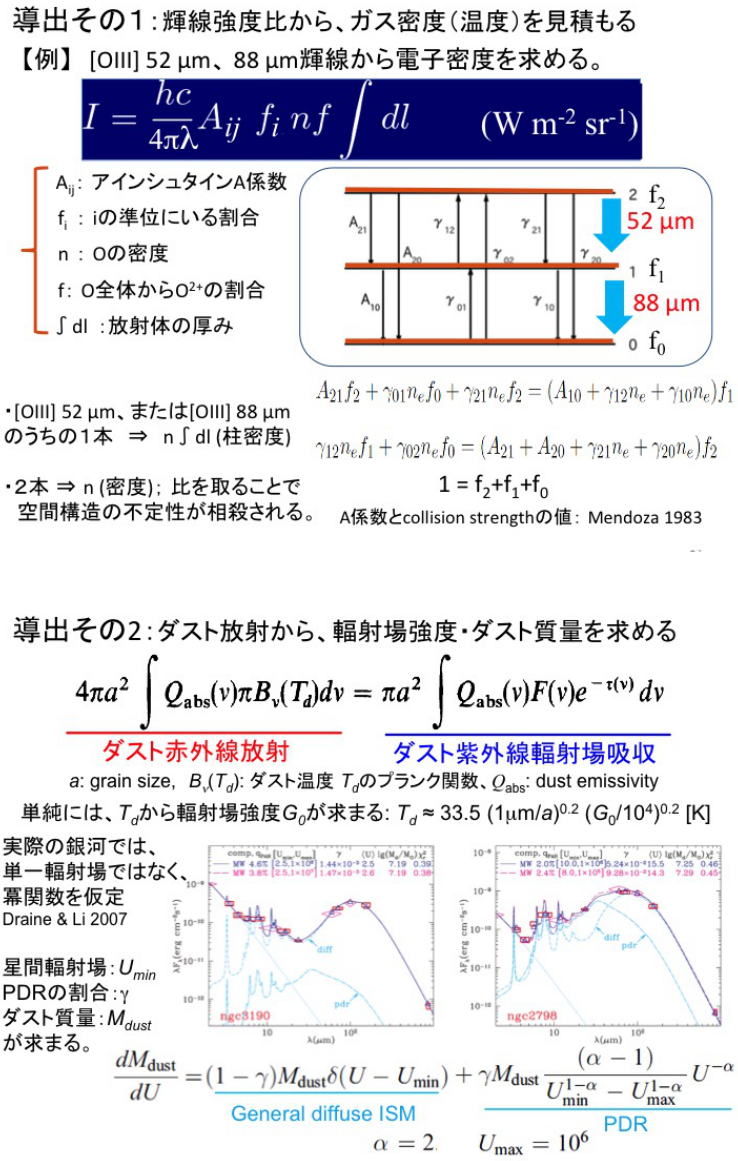


図 3.71: ガス輝線・ダストバンドから物理量の導出。

導出その3：光電離・PDRモデルから、輻射場温度、他の輝線強度を求める。 その1、その2で求まった物理量をもとに、モデルによる詳細解析

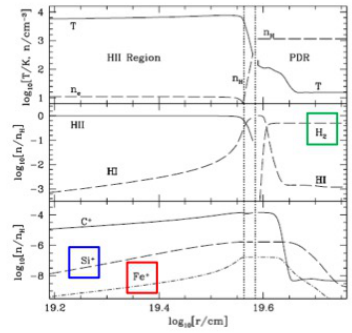


FIG. 18.—Structure of a merged H II region/PDR model, for H II region electron density $n_e = 10\ \mathrm{cm}^{-3}$ and number of H-ionizing photons $\Phi_i = 10^{49}\ \mathrm{s}^{-1}$. The star cluster is to the left, and the H II region extends to $\sim 3.3 \times 10^{19}$ cm. The transition region (see § 3.1) is indicated by the dotted lines. *Top*: Temperature and density. *Middle*: Fraction of H nuclei that are ionized (H II), neutral atomic (H I), or molecular (H_2). *Bottom*: Fractional abundances of C^+, Si^+, and Fe^+.

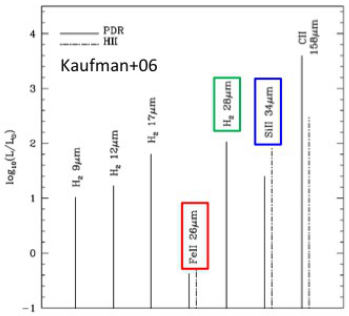


FIG. 19.—Luminosities of fine-structure and H_2 lines from H II region/PDR model with properties shown in Fig. 18 ($n_e = 10\ \mathrm{cm}^{-3}$, $\Phi_i = 10^{49}\ \mathrm{s}^{-1}$).

導出その4：光電離・PDRモデル予想から超過する輝線の強度を求める。

- Δ [FeII] 26 μm、Δ [SiII] 35 μm ⇒ J-shock (速い衝撃波)
- Δ H_2 28 μm ⇒ C-shock (遅い衝撃波)
- Δ [OIV] 26 μm、[NeV] 24 μm ⇒ AGNの影響

Δ [SiII] / L_{IR} or Δ [FeII] / L_{IR} or Δ H_2 / L_{IR}
⇒ 衝撃波強度として定量化

Δ [OIV] / L_{IR} or [NeV] / L_{IR}
⇒ AGN影響度として定量化

図 3.72: ガス輝線・ダストバンドから物理量の導出 (続き)。

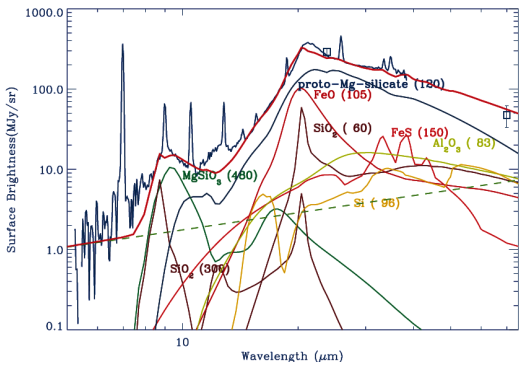


図 3.73: 超新星残骸 Cas A のスペクトル [27]（掲載許可取得済み）。スペクトルから、ダストの様々な組成や結晶度を推定した例。

参考文献

[1] Amatsutsu, T., et al. 2015, PKAS, in prep.
[2] Aniano, G., et al. 2012, ApJ, 756, 138
[3] Churchwell, E., et al. 2006, ApJ, 649, 759
[4] Chyzy, K. T., & Beck, R. 2004, A&A, 417, 541
[5] De Looze, I., et al. 2014, A&A, 568, 62
[6] Dudley, C. C., et al. 2008, ApJ, 686, 251
[7] Fendt, C., et al. 1996, A&A, 308, 713
[8] Fendt, Ch., et al. 1998, A&A, 335, 123
[9] Fisher, D. B., et al. 2014, Natur, 505, 186
[10] Gibb, E. L., et al., 2000, ApJ, 536, 347
[11] Greaves, J. S., et al. 2000, Nature, 404, 732
[12] Habe, A., & Ohta, K. 1992, PASJ, 44, 203
[13] Hattori, Y., et al. 2015, Planet. Space Sci., in press
[14] Hunt, L. K., et al. 2014, A&A, 561, 49
[15] Ishihara, D., et al. 2010, A&A, 514, 1
[16] Ishihara, D., et al. 2011, A&A, 534, 79
[17] Ishihara, D., et al. 2012, PKAS, 27, 117
[18] Jones, T. J. 2000, AJ, 120, 2920
[19] Kennicutt, R. C., & Evans, N. J. 2012, ARAA 50, 531
[20] Langer, W. D., et al. 2014, A&A 561, A122
[21] Leroy, A. K., et al. 2009, AJ, 137, 4670
[22] Moore, M. H., et al. 1994, ApJ, 428, L81
[23] Muñoz Caro, G. M., et al. 2002, Nature, 416, 403
[24] Nikiel-Wroczynski, B., et al. 2013, MNRAS, 435, 149
[25] Ouchi, M., et al. 2009, ApJ, 696, 1164
[26] Prasad, S. S., & Tarafdar, S. P. 1983, ApJ, 267, 603
[27] Rho, J., et al. 2008, ApJ, 673, 271
[28] Sano, H., et al. 2015, PKAS, in prep.
[29] Sugitani, K., et al. 2011, 734, 63
[30] Tielens, A. G. G. M. 2005, "The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium", Cambridge University Press
[31] Walter, F., et al. 2008, AJ, 136, 2563
[32] Watanabe, N., & Kouchi, A. 2002, ApJ, 567, 651
[33] Yamagishi, M., et al. 2013, ApJ, 773, L37

3.8 星間物質

星間物質には、初期宇宙から現在に至るまでの宇宙の化学進化の歴史が蓄積され、現在も時々刻々とその痕跡が刻まれている。星間物質を構成する、原子ガス、分子ガス、そしてダストの特性を理解することができれば、それらの放つ電磁波の情報を利用して、それらの置かれている物理環境を探ったり、物質進化の歴史を過去の天体現象と照らし合わせて理解したりする事ができる。しかしながら、星間物質、特にダストに対する我々の物性理解は、決してそれらの適切な応用・利用に耐えるほど熟した状態にあるとは言えない。従って、まずは星間物質自体の素性をより正確に理解し、それらの生成・進化の素過程を、厳密に物理環境・化学環境と綿密に対照させ、丁寧に紐付ける必要がある。

2020 年代の星間物質のサイエンスを考える上で考慮すべき事項は、特に赤外波長域の観測能力において、以下の点で革新的な進歩が得られる点である。まず衛星観測の場合、口径 2–3 m 級の冷却望遠鏡の登場により、大気の窓に妨げられる事無く、中間赤外から遠赤外域にかけて連続的で広帯域の高感度の中分散以上の分光能力が期待できるようになる。特に衛星観測の場合は、地上観測とは異なり地球大気の熱放射を打ち消す為のチョッピング観測等が必要でないため、1 分角より拡がりを持った系内天体の淡い星周構造や、近傍銀河の星間物質を研究対象とすることが可能になる。また、高感度で広い視野のサーベイ観測を必要とする遠方銀河の星間物質の放射を捉える事が可能になる。次に地上観測の場合、2020 年代になり、30 m 級の超大口径望遠鏡に補償光学 (AO) を有する近・中間赤外観測装置が装備されれば、0.1 秒角より微細な構造を解像する事が可能になる。一方、比較的短い時間スケールで変動する地球大気の熱放射を打ち消す為のチョッピング観測の必要性から、現実的には数秒から数十秒角程度のサイズの拡がった天体を、詳細に 0.1 秒角スケールで解像する事が、観測の技術的観点から最も生産的な手法となる。この意味で、赤外線波長域での面分光能力は、系内近傍の恒星周囲のダストとガスの赤外放射の空間変化を捉える上で特に効果的な機能であるといえる。また、現在光赤外観測で主力を成している中–大口径 (4–10 m 級) 望遠鏡には、これまで以上に時間変動を基軸とするサイエンスからの需要が見込まれる。

こうした観測環境の実現を前提に、我が国の星間物質のサイエンスの戦略を考えるとき、まず星間物質から届く電磁波の情報を利用して銀河進化や恒星進化を理解する科学目標の達成に大きな期待が寄せられる。それらは、本検討書の 3.7 節「銀河系・近傍銀河の星形成と物質進化」、3.10 節「星惑星系形成」、或いは 3.9 節「恒星物理」の節で詳しく検討がなされている。しかしながら、星間物質そのものに対する我々の理解は、決してそれらの適切な応用・利用に耐えるほど熟した状態にあるとは言えず、星間物質自体の素性をより正確に理解し、それらの生成・進化の素過程を、厳密に物理環境・化学環境と綿密に対照させながら丁寧に紐解く必要がある。

2020 年代に期待される観測天文学の進展は、特に系内の近傍にある天体の星周環境を言わば「宇宙の実験場」として扱う事を可能にする。また実験天文学についても、太陽系内のサンプルリターンミッションや、ロケット実験、国際宇宙ステーションを利用した実験など、より現実の宇宙環境に近い環境条件で実施されることが期待される。その結果、観測天文学と実験天文学が連続的に融合することが可能になり、理論研究と併せて、星間物質自体の素性と生成・進化過程の理解に革新的な進展を得ることが期待できる。こうした観点から、本節では星間物質自体の素性を正確に理解し、それらの生成・進化過程と環境要因を紐づけて理解する事を最優先事項と位置づけ、特に系内の様々な星周環境を「宇宙の実験場」として利用するサイエンステーマを中心に議論する。

3.8.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

1 ダスト凝縮核形成に関する物理パラメータの決定

星間ダストの起源を理解する上で、終焉期を迎える様々な質量の恒星周囲でのダストの核形成は、重要な素過程である。しかしながら、恒星周囲でのダストの核形成過程の理解は不十分である。ダスト形成モデルを確立するには、その凝縮過程を制御する表面エネルギーと付着確率の二つの物理パラメータの決定が不可欠である。2020 年代においては、近傍の恒星周囲の環境を、言わば「宇宙の実験場」として、

ダスト核形成に関わるの物理パラメータを天文学的観測から直接制限できるようになる。ダスト形成を伴う恒星周囲の領域のガス密度や温度およびダストのサイズを様々な波長の観測から同時に決定し、これらの対応関係を考察することによって表面エネルギーと付着確率を導出する事が可能になる。30 m 級望遠鏡に搭載される補償光学を有する中間赤外線観測装置が有する高空間分解能 (< 0.1 秒角) および赤外線中分散 ($R > 10^3$) 面分光機能が、系内の星周ダストを有する天体の、電離ガス、原子ガス、分子ガス、ダストからの放射を捉え、それぞれの空間分布を指定する上で必要となる。また、5~10 m 級の望遠鏡に搭載される中間赤外観測装置を利用して、時間的に密な赤外の広帯域の分光観測からダストの凝縮時刻と凝縮温度を特定する観測が必要となる。更に、より多様な化学環境でのダスト凝縮過程を調べる為には、高感度の次世代赤外線衛星を用いたダスト形成を伴う近傍銀河で起こる超新星の分光観測 (波長 20–200 μm, $R > 10^3$) が必要である。

2 原始惑星系円盤における物質循環の理解

原子惑星系円盤は、分子雲に取り込まれた星間ダストが、新たな中心星の誕生によって変成を経験する現場である。このため、原始惑星系円盤内におけるダストの空間的多様性およびその時間進化を観測的に明らかにすることで、ダストの形成・成長・化学反応に制約を与えることが重要課題である。30 m 級望遠鏡に搭載される補償光学を有する中間赤外線観測装置が達成する高空間分解能 (< 0.1 秒角) および赤外線天文衛星による高感度の遠赤外線領域の分光能力が、円盤におけるダスト成長と進化、および輸送プロセスを解明する上で鍵となる。

3 晩期型巨星の星周ダストの形成過程および化学／鉱物学的進化過程の理解

晩期型巨星のダスト形成・放出の描像を理解することは、星間ダストの起源、供給機構の理解、さらには銀河の物質進化、恒星進化の理解にもつながる重要な研究課題である。晩期型巨星のダストは、化学組成以外にも結晶構造・サイズ・形状の観点から、他の環境にはない多様性が見られることが知られている。この多様性は、ダスト形成の条件に依存すると考えられ、その理解の為には、天文観測・実験室実験・隕石中ダストの実観察の三つが相補的に進展していくことが求められている。赤外線から電波領域の干渉計による超高空間分解能 (~10 ミリ秒角) 観測が、恒星のごく近傍 (数恒星半径以近) でのダストの物理状態を指定する上で必要となる。また、30 m 級望遠鏡に搭載される補償光学を有する中間赤外線観測装置が達成する高空間分解能 (< 0.1 秒角) および赤外線中分散 ($R > 10^3$) 面分光機能 (視野 > 2 秒角) がより外側の領域 (10 恒星半径付近) でのシリケイトや鉱物学的に多様なダストの成長過程を調べる上で必要となる。さらに、5~10 m 級の望遠鏡に搭載される中間赤外観測装置を用いた時間的に密な赤外線の広帯域の分光観測能力は、AGB 星のダスト形成および金属鉄の探査において、重要なサイエンス上の発見領域を提供する。

4 水・有機物の探査とその生成・進化過程の理解

生命の誕生にとって不可欠な水や有機物の起源を探るためには、星間・星周環境に存在する多様な分子の観測的研究が不可欠である。特に、星・惑星形成領域に多く存在する低温・高密度環境では、気相反応及びダスト表面での固相反応の双方が、物質の化学進化に重要な役割を果たすと考えられるため、ミリ波・サブミリ波領域における気相分子 (ガス) の回転遷移の観測、そして近・中間赤外線領域 (2–20 μm) における氷の振動遷移の中分散分光観測 ($R = 500$–3000) が必要となる。また、気相に昇華した分子を捉える為には、近・中間赤外線の波長域における高分散分光 ($R \sim 10^4$–10^5) が必要となる。また、高感度な次世代赤外線衛星による遠赤外線領域の分光観測は、氷の非晶質および結晶質の探り、低温環境に存在する固体の熱史を知る有効な手段として期待される。

3.8.2　原始惑星系円盤内の物質を題材とするサイエンス

星間固体微粒子（ダスト）は進化した星から放出されるガス内で生成され星間空間で循環する。星間分子雲からの重力収縮により星とその周りをとりまく原始惑星系円盤が形成されるが、分子雲に比べて密度が高い原

始惑星系円盤の中ではダストは成長し様々な化学・物理進化を経て惑星や生命を生み出す。中心星付近は高温になるため、物質的にも熱変性、蒸発、再凝縮が起こりその中で複雑な反応が起きる。中心星から近い場所では熱変性の度合いは高いが、原始惑星系円盤外縁部では熱変性はほとんど起きず星間空間の情報は保持されると考えられる。一方、隕石や惑星間塵の分析からは、原始太陽系円盤においてほとんどの星間ダストは一度蒸発し、再凝縮したことが示されており、未変成の星間ダストが豊富に見つかった例はない。原始惑星系円盤内におけるダストの空間的多様性およびその時間進化を観測的に明らかにすることで、ダストの形成・成長・化学反応に制約を与えることが重要課題である。

円盤内でのダストの蒸発・再凝縮

隕石をはじめとする太陽系物質の揮発性元素を除く同位体組成の均質性は、初期太陽系もしくは分子雲において太陽系原材料物質がガス化および再凝縮したことを示唆する。熱力学的な平衡状態を仮定し、原始惑星系円盤の高温から低温における安定相を予測した平衡凝縮理論によると、原始惑星系円盤におけるダスト形成は、高温から順に、コランダムを始めとする難揮発性酸化物、Al や Ca に富むケイ酸塩、フォルステライトと金属鉄、エンスタタイト、硫化鉄、と進むと予測される [8]。隕石中にみられる CAI(Calcium-Aluminum-rich Inclusion) は、難揮発性物質で構成され太陽系で最も古い年代 (4.567 Gyr) を示し、初期太陽系において物質が高温ガスからの凝縮で形成された証拠といえる。また、アメーバオリビンなど気相から直接凝縮して形成した結晶質シリケイトも見つかっており、初期太陽系においては、ダストの蒸発・再凝縮過程が普遍的におこっていたと考えられる。

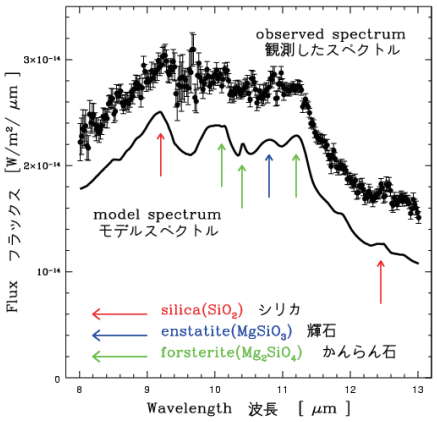


図 3.74: すばる/COMICS の分光モードによる Hen3-600A のスペクトル [12] (掲載許可取得済み)。結晶質のケイ酸塩として、赤色の 9.2 μm、12.5 μm のピークは二酸化ケイ素 (SiO_2)、青色の 10.9 μm のピークは結晶質パイロキシン ($MgSiO_3$)、緑色の 10.1 μm、10.5 μm、11.2 μm のピークは結晶質オリビン (Mg_2SiO_4) がそれぞれ存在していること示す。

太陽系における物質進化の理解は、一般的な原始惑星系円盤における物質進化の描像を得るという観点からはケーススタディーに過ぎないが、実際に隕石物質や惑星間塵の採取・成分分析を通じて、直接的な検証研究が可能である点で特に重要視されるべき事項である。一方 2020 年代には、太陽系における物質進化の理解を踏まえて、より多くの原始惑星系円盤を対象として、物質進化の多様性を探る研究の重要性が増す。実際に、近年の赤外線分光観測により、いくつかの原始惑星系円盤において、星間空間では見られなかった結晶質シリケイト由来のスペクトルが見つかっている [12](図 3.74 参照)。また、円盤最内縁部と外側でシリケイトの結晶性の違いが観測されている。今後は、一般的に原始惑星系円盤内の加熱・蒸発・凝縮プロセスを理解するためにも、円盤内でのダスト分布の連続的な変化および円盤の年齢とダスト種の関係を明らかにする観測が期待される。

円盤内の加熱過程

上で述べたように隕石や惑星間塵の情報から、原始惑星系円盤内において、ダストは結晶化や融解および蒸発・再凝縮など高温を経たことが示されている。アモルファスシリケイトの結晶化には少なくとも 600 K 程度以上 [6]、隕石中のコンドリュール形成や難揮発性物質の蒸発には 1300 K 程度以上が必要と考えられている。

原始惑星系円盤の加熱機構として、中心星からの輻射と円盤降着による粘性加熱がある。理論モデルによると円盤の温度は中心星への円盤ガスの降着率や円盤密度、ダストの吸収係数により決まり、円盤降着率が大きな場合には円盤の温度は高くなり、1 AU 付近の赤道面での温度は 1000 K を越える [23]。円盤降着率が小さくなると、温度は主に中心星からの輻射で決まり、1 AU 付近で数百 K 程度と低く、ダストの結晶化や融解、蒸

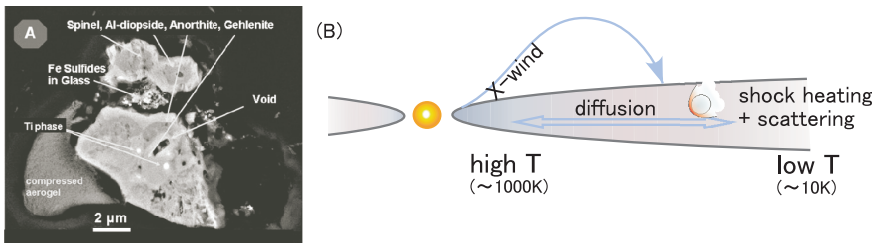


図 3.75: (A) スターダスト探査機により Wild2 彗星から採取された、難揮発性包有物 CAI と類似した鉱物組み合わせをもつ彗星塵 [55]（掲載許可取得済み）。(B) 原始惑星系円盤における主要な物質循環モデルを示す. モデルから予見される高温ダスト分布と高空間分解能観測との比較によりモデルの検証を行い、物質輸送の解明を目指す。

発は起きないため、ダストが高温を経験する領域と時代は限られる。円盤降着率が大きい場合、円盤内のダストはガスと共に動径方向に移動し、高温を経験したダストの大部分が中心星に落下する。また円盤内でダストが成長し大きくなると、ガスと独立に運動するようになり、ガス抵抗によりさらに短期間で中心星に落下してしまう。以上のように、準定常的な円盤モデルを考えた場合、隕石や惑星間塵等から考えられる加熱プロセスがどのように起こったのかを単純に説明することは難しい。円盤内のダストの成長や加熱プロセスの検証のために、まずは円盤構造や温度構造を高空間分解能観測により明らかにすることが重要である。

この他、円盤の局所的な加熱源として、円盤内の重力不安定による密度波により発生する衝撃波や [9]、高い離心率を持つ微惑星による衝撃波などが提案されている [49]。巨大惑星の形成は惑星の周りに周惑星系円盤や密度波を形成する [46]。また巨大惑星により、周りの微惑星は共鳴や散乱により高い離心率を持ち、強い微惑星衝撃波が発生する。強い微惑星衝撃波はコンドリュール形成 [26] や微惑星の加熱や蒸発 [44] を引き起こし、周辺にはダストリングが作られると考えられる。このように巨大惑星の形成は衝撃波の発生源およびダストや微惑星の加熱源として大きな影響を及ぼす可能性があり観測による検証が重要である。近年の ALMA の観測などにより、原始惑星系円盤の複数の天体で、円盤のギャップや非軸対称構造などが明らかにされており、今後は円盤の赤外波長域の高空間分解能観測が期待される。

円盤内の物質循環

成層圏から回収される惑星間塵 (IDP: Interplanetary Dust Particle) の一部や、Wild 2 彗星のコマから直接回収された Stardust 試料は、実際の彗星におけるダストそのものであると考えられ、量は少ないが定量的な分析が可能であり、中間赤外線スペクトルと相補的な情報をもたらす。

彗星起源のダストであると考えられている CP-IDP(Chondritic Porous Interplanetary Dust Particle) の大半は 5–10 μm 程度の大きさの集合体で、非晶質シリケイトと結晶質鉱物がおよそ 50%ずつで構成される [36]。非晶質部分は、主に GEMS (Glass with Embedded Metals and Sulfides) と呼ばれる、Fe-Ni 合金もしくは Fe-Ni 硫化物のナノ粒子と有機物を含む 1 μm 以下程度の非晶質シリケイトである [3; 16]。 GEMS は星間空間で観測される非晶質シリケイトダストの生き残りである可能性があるが、その大半は酸素同位体組成の異常を示さず、太陽系起源か星間空間起源かは未だ議論が続いている。結晶質部分は、Ca と Fe に乏しいオリビンやパイロキシン、硫化鉄などが含まれ、また有機物に富む炭素質物質がそれらをつなぐ糊の役割をしている。特に、Fe をほとんど含まない針状・板状エンスタタイトの存在は、1300 K 以上の高温で凝縮したダストが彗星形成領域に存在することを示唆する [2]。サンプルリターンミッションによりもたらされた Stardust 試料は、太陽系で最も初期に高温ガスから凝縮した物質である CAI に類似した難揮発性物質が、彗星コマ中に存在することを明らかにした [55](図 3.75 参照)。

彗星ダスト中の高温凝縮起源の結晶質シリケイトや難揮発性物質は、彗星形成領域では形成不可能であり、原始惑星系円盤において、星間ダストの情報を保持した低温物質 (数十 K) と、高温（1000 K) を経た物質との物質混合を示唆する。原始惑星系円盤における物質循環については Bipolar flow (X-wind model) [40] や円盤

内の粘性拡散 [4]、巨大惑星との共鳴による微惑星散乱 [29] などにより、円盤内側の高温ダストを外側に輸送するプロセスが挙げられている (図 3.75 参照)。それぞれのモデルから予見される結晶化するダスト分布や時代は異なるため、高空間分解能観測との比較によりモデルを検証できる可能性がある。

このように、理論や地球外物質分析との直接比較をおこない、円盤におけるダスト形成と進化、および輸送プロセスを解明するためには、円盤内のダスト空間分布の解明が最も重要となる。TMT/MICHI は中間赤外線で 0.1 秒角を切る空間分解能（100 pc 先の天体において 10 AU の空間スケール）を実現でき、円盤ガスとダストの空間分布を直接導出できる。また、SPICA/SMI 及び SAFARI による遠赤外波長域 (> 20 μm) での分光観測を行うことで、低温領域のダストを調べることが可能である。

3.8.3　ダスト凝縮・核形成に関する物理パラメータの決定を目的とするサイエンス

天体観測に基づくダスト凝縮 · 核形成に関する物理パラメータの決定

恒星内元素合成の結果生み出された重元素を原材料とする星周ダスト形成の観測は、一般にダストからの熱放射を赤外線で測定することによって行われ、観測された熱放射スペクトルからはダストの組成や存在量が見積もられる。しかしながら、どのような物理環境下で、ダストの組成やサイズ、凝縮時刻が決定されるのか、実験／理論／観測での一貫した理解は不十分である。

均質核形成成長理論に基づけば、形成されるダストのサイズは、ダスト凝縮時での過飽和比が増加するタイムスケール（$\tau_{\rm sat}$）とダスト表面にガスが付着するタイムスケール（$\tau_{\rm stick}$）の比 $\Lambda_{\rm on}$（$= \tau_{\rm sat}/\tau_{\rm stick}$）によって一意的に記述される。ここで、$\Lambda_{\rm on}$ が大きいほどダストのサイズは大きくなるが（図 3.76 参照）、これは $\tau_{\rm sat}$ がガスの冷却時間に近似的に比例し $\tau_{\rm stick}$ がガス密度に反比例することから、冷却速度が遅く密度の高いガス中でより大きなダストが形成されることを意味する。この関係に従えば、X 線や電波の観測によって得られたガスの密度や温度から、形成されるダストのサイズは原理的に推測されることができる。

しかしながら、この $\Lambda_{\rm on}$ とダストサイズの関係はいくつかの不定性を伴う。ダストの形成は、安定核の生成とその成長という二つのプロセスにより記述されるが、この安定核生成のための表面エネルギーによってダストの凝縮時刻は大きく左右される。通常の計算においては、表面エネルギーとしてバルク物質の値が適用されるが、数十程度の原子からなるクラスターに対してバルク値が妥当かどうかは精査される必要がある。また、$\tau_{\rm stick}$ はガス原子がダスト表面に付着する確率（付着確率）に比例するが、付着確率に対するダスト温度やクラスターサイズの依存性はわからないため、多くの研究では単純のために付着確率を 1 と固定している。それゆえ、ダスト形成モデルを確立するには、表面エネルギーと付着確率の二つの物理パラメータの決定が不可欠であり、これらを実験的に決定する試みが現在精力的に行われている。

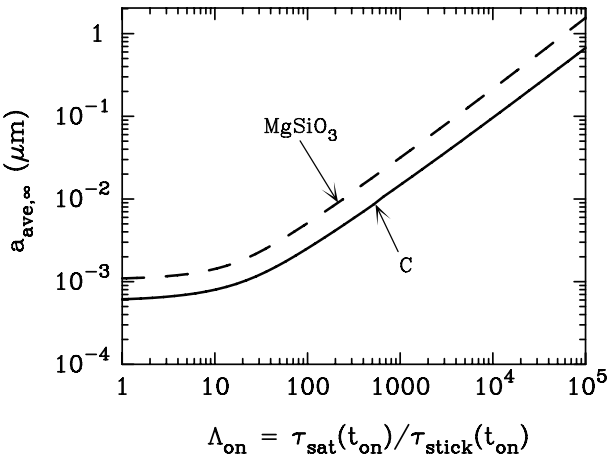


図 3.76: $\Lambda_{\rm on}$ の関数としての形成されるダストの平均半径。付着確率は 1、安定核の表面エネルギーはバルク物質の値が適用される。実線は炭素質ダスト、破線はシリケイト質（$MgSiO_3$）ダストに対応する [31]（掲載許可取得済み）。

実験的な手法に基づいて、様々な質量の星の終焉期の星周環境におけるダストの凝縮過程を理解するためには、実験で扱う諸条件と実際の星周環境の比較を行う必要がある。この際、流体力学において「レイノルズ数が同じ系」は物理的に同様に扱えるのと同様に、ダストの生成過程においても「冷却の時間スケールと衝突頻度が相似形である系」は同様に取り扱えることが知られている [51]。最近、観測ロケット飛翔実験「微小重力環境を利用した宇宙ダストの核形成再現実験 (PI. 木村勇気)」等により、気相からの核生成実験で相似形の実験が可能になった（図 3.77(左) 参照）。その結果、必要な環境での物理定数を、冷却の時間スケールとガス濃度、温度から求められるようになってきた（図 3.77(中央) 参照）。さらに、この凝縮実験で生成した粒子の赤外分光学特性のその場測定を行う事ができるようになり、従来の媒質に埋め込む手法で生じる媒質効果 (波長シフト) の問題を解決し、実験生成物の赤外分光特性の測定結果を、実際に観測される赤外スペクトルと直接比較する目的で利用する事が可能になってきている（図 3.77(右) 参照）。

一方で、2020 年代においてはこれらの物理パラメーターを天文学的観測から直接制限できるようになる。すなわち、宇宙空間でダストが核生成している恒星周囲の環境を「宇宙の実験場」とみなし、その領域のガス密度や温度およびダストのサイズを様々な波長の観測から同時に決定し、これらの対応関係を考察することによって表面エネルギーと付着確率を導出する事が可能になる。ダストのサイズは、可視光から近赤外線での減光量

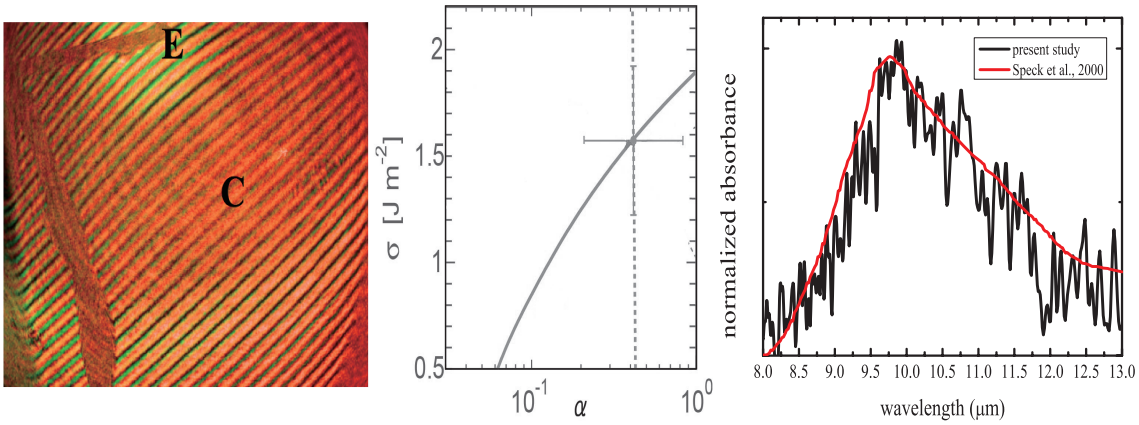


図 3.77: (左) 平成 24 年度観測ロケット S-520-28 号機飛翔実験「微小重力環境を利用した宇宙ダストの核形成再現実験 (PI. 木村勇気)」に基づいて、微小重力環境下で実施したダスト凝縮の実験で得た波長干渉像の一例。任意の物質を蒸発源 E から加熱蒸発させると、冷却に伴ってダスト類似物が凝縮し、雲 C の様に見える。干渉縞から、凝集物質の凝縮温度と物質濃度を求められる [17; 18; 20]。(中央) 実線は、核生成理論に基づき実験の結果得られた凝縮温度を説明する表面自由エネルギー σ と付着確立 α の関係。破線は、同様に核形成理論に基づいて、実験の結果得られた生成粒子サイズを説明する σ と α の関係。交点が凝縮物質の表面自由エネルギー σ と付着確立 α に該当する [19]（掲載許可取得済み)。(右) 凝縮実験でガスから生成した Mg 珪酸塩粒子について、自由浮遊している状態で取得した赤外スペクトル (黒) と、実際に天体に観測される astronomical silicate の赤外スペクトル [43](赤) の比較。自由浮遊している状態で取得した赤外スペクトルは、媒質効果の影響を受けないため、天体観測データと直接比較することが可能になった [14]（掲載許可取得済み)。

や散乱光の波長依存性または偏光観測により直接導くことができ、またモデルを介すれば赤外線から見積もられたダスト温度からもサイズを評価することができる。

ダストの凝縮温度の特定は、AGB 星や赤色超巨星などでは TMT/MIRAO+MICHI を用いて星周ダストの最内縁部を空間的に分解することにより、また、新星については TMT/MIRAO+MICHI を用いて直接ダスト形成領域を空間的に分解したり、或いは TAO/MIMIZUKU などを用いて時間的に密な多波長観測を行なったりすることにより実現される。例えば 100–1000 km/s で放出された ejecta が 1ヶ月間で到達する距離は 2–20 AU であり、1 kpc の距離では 0.2–2 秒角に相当する。このため、多くの新星で数ヶ月から半年以内にダスト形成が報告される事を考慮すれば、30 m 望遠鏡に搭載された補償光学付きの近・中間赤外線観測装置で実現される 0.1 秒角の空間分解能によって、ダスト形成領域を含めた星周ダスト雲を詳細に分解する事ができる。特に、近・中間赤外波長域での中分散 ($R > 10^3$) の面分光機能が、星周空間の電離ガス、原子ガス、分子ガス、ダストからの放射を正確に捉え、それぞれの空間分布を指定する為には、極めて有用である。

また、より多様な化学環境でのダスト凝縮過程を調べる為には、超新星爆発に起因するダスト形成の調査が有効であり、中間赤外波長域において最高感度を実現する JWST/MIRI を用いた近赤外線から中間赤外線での分光観測が有効である。一方、特に超新星爆発に伴うダスト形成では、ダスト放射が光学的に厚い環境が想定されるため、組成評価の観点からは爆発後から数年間にかけての継続観測が有効であり、その為には 20–200 μm の波長域で、SPICA/SMI および SAFARI を用いて冷え行く星周ダストの放射を精査する事が重要になる。

このような観測的研究は、ダスト形成の兆候が見えていない天体との比較という観点からも実施されるべきであり、ごく近傍で起こった新星や超新星爆発などは ToO 観測で網羅的にカバーする事が、ダスト形成の可否および形成されたダストのサイズからのダスト形成環境の復元、そしてダスト凝縮過程に関連する物理パラメータを決定する上で重要な役割を果たす。

3.8.4　晩期型巨星の星周ダストの形成および化学／鉱物学的進化の観測的理解

晩期型巨星におけるダスト

星間ダストの主要な形成現場として、超新星と並んで挙げられるのが晩期型巨星である。特にダスト形成が盛んな晩期型巨星は、1–8 $M_{\odot}$ 程度の小・中質量星の最終進化段階である AGB 星である。AGB 星では、恒星の脈動によって恒星大気上層へ物質が輸送され、恒星からある程度の距離に達するとそこからダストが形成される。さらにダストが恒星の輻射を受けて外部へ加速され、ガスを引きずり恒星風を駆動する [38]。これが現在描かれている晩期型巨星のダスト形成・放出の描像であり、晩期型巨星の大きな質量放出率の要因の 1 つである。この現象を理解することは、星間ダストの起源、供給機構の理解、さらには銀河の物質進化、恒星進化の理解にもつながる重要な研究課題であり、理論先行で描かれた先述の描像の検証を目的とした観測研究は現在も盛んに進められている。恒星風・質量放出の詳細については「恒星物理」の章で触れることとし、ここではダストの形成・進化について述べたい。

晩期型巨星のダストは、他の環境にはない多様性が見られることも特徴である。星間ダストは普通、シリケイトダストと炭素質ダストで議論されるが、これら以外に晩期型巨星では、様々な金属酸化物、硫化物、炭化物ダストの存在が指摘される。化学組成以外にも結晶構造・サイズ・形状についても様々に議論があるように、非常に多様なダストが存在すると考えられている。この多様性は、ダスト形成の条件に依存すると考えられ、多様性を再現するような実験室実験による研究 [47] や、その形成環境を隕石中の粒子から探る観察研究など、天文観測以外のアプローチでも研究が進められている。晩期型巨星のダスト形成に関する研究では、天文観測・実験室実験・隕石中ダストの実観察の三つが相補的に進展していくことが求められている。

実験室宇宙鉱物学

最近では、プレソーラー粒子と呼ばれる実物のダストを通した晩期型巨星のダスト研究の道も開拓されようとしている。プレソーラー粒子とは、隕石中に非常にまれに見つかる微粒子で、その特異な同位体組成から、AGB 星や超新星起源の星周ダストの生き残りと考えられている [54] (図 3.78)。酸化的なプレソーラー粒子としては、非晶質・結晶質シリケイト、Al_2O_3、$MgAl_2O_4$ などの酸化物が多くみつかっている [30]。還元的な環境で作られたと考えられる、ナノダイアモンド、グラファイト、シリコンカーバイド、なども確認されている [54]。赤外線分光観測によって星周ダストの平均的な性質の情報が得られる一方、プレソーラー粒子の分析では、個々のダストに関する結晶学的、鉱物学的、宇宙化学的情報を定量的に取得することができる [45]。またプレソーラー粒子は、太陽系の原材料物質そのものであるため、その形成過程を観測的に検証することは、太陽系形成過程の解明にとっても極めて重要である。これまで天文学と宇宙化学の連携は十分になされているとはいえないが、プレソーラー粒子から得られる情報は、観測されたスペクトルを解釈する上での強い制約条件となりうるため、積極的な連携が重要となる。

また、ダストの赤外線スペクトルフィーチャーは、化学組成やサイズ、温度、形状、凝集状態などにより大きく変化するため、ダスト模擬物質の赤外吸収スペクトルを実験室で測定し観測スペクトルと比較することで、星周ダストの化学組成および性質の推定に大きく貢献してきた [21]。しかし、観測される赤外線スペクトルにおいて、それぞれの性質は類似したスペクトル変動を与えるため、情報の多くは縮退してしまい、ダストの性質を一義的に決定することは非常に難しい。そのため、ダスト形成実験をおこなうことで、星周環境で形成しうるダストやその性質に制約を与え、ダスト形成条件に依存したダストの赤外線スペクトルフィーチャーを予言することも重要である。

恒星近傍でのダスト形成

近年は計算機の発達に伴い、ダストの形成・放出過程に関するシミュレーションが大きく進展した。シミュレーションでは輻射輸送・ダスト形成・力学計算を同時に行う必要があるが、計算機能力の向上に伴い、これらの計算をより正確に実行できるようになった。これにより、先述のようなダストの形成・放出プロセスも検

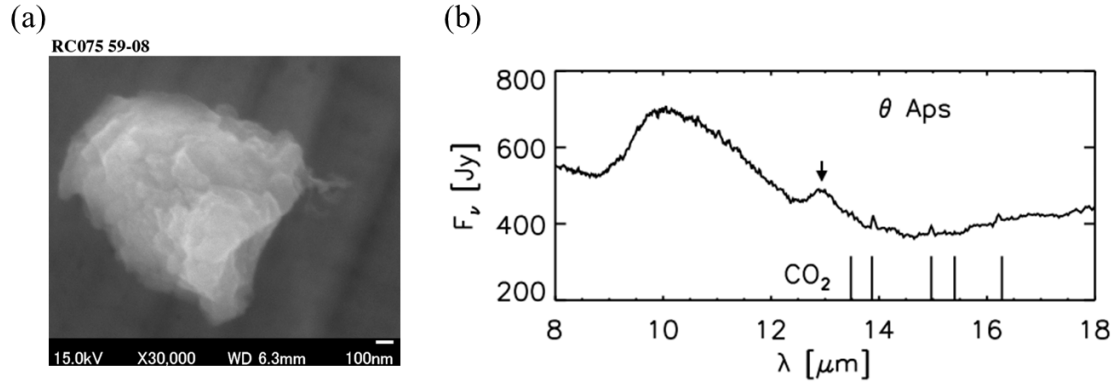


図 3.78: (a) 非平衡普通コンドライト RC075 から発見されたプレソーラー Al_2O_3 粒子。2 $M_\odot$ の AGB 星起源と考えられる [45]（掲載許可取得済み）。 (b) 晩期型巨星 θ Aps の中間赤外線スペクトル。13 μm にあるピークは図 (a) のような Al を含む酸化物ダストに起因する [7]（掲載許可取得済み）。

証された。その結果、酸素過多の天体で従来考えられていたサブミクロンサイズのシリケイトの形成によるダスト放出が難しい事が指摘されるようになり [50; 11]、恒星近傍 (2 恒星半径程度) で実際に形成されるダストの量、サイズ、化学組成を観測的に抑える事が強く求められている。

恒星近傍 (2 恒星半径付近) のダスト形成を明らかにする観測は赤外線・電波干渉計を用いた方法しか無い (図 3.84)。AGB 星の半径を 500 太陽半径と仮定し、近傍と言える 100 pc を距離として仮定すると、1 恒星半径は 23 ミリ秒角となる。これを空間分解するのに最も有効なのは長基線観測が実現した場合の ALMA の バンド 10 の観測である。バンド 10 での長基線観測は技術的にも気象条件的にも非常に難易度が高いが、実現した場合には恒星近傍のダスト形成の様子を詳細にとらえる、全く新しい世界が開けると期待される。ただし、電波観測のみではダストの温度・化学組成・量は特定できないため、恒星近傍のダストの物理状態を調べるには、ALMA で得られたダスト分布と中間赤外線のスペクトル情報を組み合わせていく必要がある。中間赤外線スペクトルのデータを高い空間分解能で得られれば、恒星近傍のダストの情報を正しく抽出できる。この意味で TMT/MICHI にも大いに期待したい。また、ALMA には空間分解能が劣るが、VLTI/MATISSE が登場すれば 10 ミリ秒角の空間分解能の中間赤外線分光画像が得られる。これにより、完全な空間分解はできないが、恒星近傍のダストの化学組成・温度・量が抑えられ、ダスト形成研究が進展すると期待される。

恒星から少し離れた外側領域のダストの形成

中間赤外線干渉計観測の結果から、酸素過多環境の主要なダストであるシリケイトの主な形成領域は、干渉計観測で見るような恒星近傍ではなく、少し恒星から離れた外側領域 (10 恒星半径付近) であるという指摘もなされるようになってきた [52]。近年見つかった酸化物コアとシリケイトマントルからなるプレソーラー粒子の観測例 [22] からも、外縁部でのシリケイトの成長が示唆される。シリケイトの形成領域はその化学組成や光学特性とも密接に関係しており、鉱物学的にも天文学的にも重要な情報であるため、その特定は重要な課題である。また、硫化マグネシウムダストなど外側領域で活発に形成されるとされるダストもあり [53]、外側領域のダスト形成の調査は次世代の観測課題として重要になっていくと考えられる。

外側領域のダストの形成に関する研究では、空間分解能に関する要求は緩和される。ダストの化学組成を調べるという点で中間赤外線観測が重要であるが、中心星から離れる事でダストの温度が下がり、中間赤外線の放射強度が弱くなることが問題である。この弱い放射を捉えるには、観測時に中心星および中心領域のダスト放射の寄与、つまり PSF の裾野を正確に差し引く必要がある。そのためには、コロナグラフのような高コントラスト観測を行う必要がある。TMT/MICHI にはコロナグラフ登載も検討されており、これが実現すれば 10–100 恒星半径の領域の詳細観測が実現でき、場所ごとのスペクトルの違いを分光観測で抑えられれば、ダ

スト形成の様子を詳細に捉える事ができる。スリット分光でも問題ないが、面分光が使えれば好ましい。

ダスト形成の時間変動

晩期型巨星の一部は、恒星の脈動変光にともない中間赤外線スペクトルが変動することが知られている [35]。中間赤外線スペクトルにはダストの温度や量の情報が含まれており、これらの変化を詳細に調べる事で、ダストの形成現象について調べることができる。多様な質量・進化段階・脈動タイプを示す AGB 星の全てのダスト形成を理解するには、このような空間分解できなくても実施可能な分光モニタリングの系統的サーベイが有効である。しかし、AGB 星の変光周期は数百日から数千日と非常に長く、数年から数十年のタイムスケールでのモニタリングが求められる。例外的に過去に赤外線宇宙望遠鏡により断続的なデータが得られている天体もあるが、多数の天体を対象とした系統的モニタリングサーベイは未だなされていない。今後、安定的に観測可能な地上望遠鏡を用いた分光モニタリングサーベイの実現が望まれる。

分光モニタリング観測は、金属鉄の探査にも利用できる。平衡凝縮理論に基づくと、金属鉄は Mg に富むシリケイトに次いで豊富に形成されると予測される。また、恒星風を効果的に加速できることから、その形成量を理解することが重要と考えられる。しかし、金属鉄は赤外活性を持たないため、直接的に観測することは難しく、現在もその存在は明らかにされていない。近年の研究では、中間赤外線スペクトルの連続波を「恒星大気外層の水分子の放射に起因するもの」とする説と、「金属鉄ダストの放射によるもの」とする説が提唱されている [33; 25]。これらを区別できるのは近赤外線の水の吸収帯を含む分光観測であり、水の吸収帯と中間赤外線連続波のスペクトルを系統的にモニタリングすれば、これらを切り分け、金属鉄の存在量を明らかにすることができると考えられる。

上記のようなダスト形成現象のサーベイや、金属鉄の探査を目的とした分光モニタリングには、時間の離れたデータ同士を比較する必要があり、観測精度が求められる。TAO 望遠鏡に搭載される近・中間赤外線観測機能を有する観測装置 MIMIZUKU は、リアルタイムな大気透過率較正を可能とするフィールドスタッカー機構を搭載し、高い分光・測光精度の実現を目指している [15]。また、TAO 望遠鏡では、サイトの標高 (5640 m) と気候条件から低水蒸気量環境が実現し、金属鉄の探査で求められる水蒸気吸収帯の観測が可能となる。以上の特徴から、TAO/MIMIZUKU を用いる事で、AGB 星のダスト形成・金属鉄の有無についての観測的研究を進展させられると考えられる。

3.8.5 水・有機物の探査とその生成・進化過程の観測的理解

赤外線観測の役割

生命の誕生にとって不可欠な水や有機物は、宇宙空間のどのような環境で生成・進化を遂げ、どのような多様性を持つのか。この問いに答えるためには、星間・星周環境に存在する多様な分子の観測的研究が不可欠である。星・惑星形成領域に多く存在する低温・高密度環境では、気相反応及びダスト表面での固相反応が密接な関わりを持ち、双方が物質の化学進化に重要な役割を果たすことが知られている [48]。このため、星や惑星の材料物質の化学状態の包括的な理解のためには、固体・気体の両面から物質の組成や温度などを探っていくことが必要となる。これまで宇宙空間には 170 種類以上もの分子が発見されており、これら星間分子の観測には様々な手法が知られている。その中でも、星・惑星形成領域に存在する分子の観測において特に重要なものとして、ミリ波・サブミリ波領域における気相分子 (ガス) の回転遷移の観測、そして近・中間赤外線領域における固相分子 (氷) の振動遷移の観測が挙げられる。光赤外天文学は、後者の発展に多大な貢献を行ってきており、2020 年代の星間物質研究においてもさらなる発展が期待される。

近年の星間化学に関する観測、理論、実験的研究の進展により、水や有機物といった我々生命の起源に直結する物質の宇宙空間における生成には、ダスト表面での化学反応が非常に重要な役割を果たすことが示唆されている。星間氷の主成分は、水や二酸化炭素、一酸化炭素であり、これらの多くは分子雲中でのダスト表面反応により生成されることが知られている。さらに、星間氷中には微量のメタノール、メタン、ホルムアルデヒド、アンモニアといった分子が含まれており、これらも大部分がダスト表面反応により生成されると考えられてる [1; 32]。また、大型の有機分子については、これらの氷の状態で存在する分子が起点となり、紫外線輻射やダスト加熱などを経験することにより、ダスト表面上においてより複雑な分子への化学反応が進行して生成されると考えられている [10]。よって、宇宙空間における水や有機物の生成・進化の過程を理解する上では、電波観測による気相分子の研究だけではなく、赤外線観測による星間・星周の固相分子 (氷) の研究が重要な役割を果たす。アミノ酸のような大型有機分子の検出には、現在のところ技術的な困難が伴うものの、大型の有機分子生成の材料となり得る氷の観測的研究は 2020 年代に進捗が期待される重要な課題である。

具体的な観測手法、装置への要求

星間・星周氷は、一般的には赤外線域の吸収バンドにより観測される。固体のバンドの線幅は気体のそれよりも広いため、氷の観測を行う上では、2–20 μm の波長域における中分散分光 (R=500–3000) が重要な役割を果たす (図 3.79)。低分散分光 (R ∼100) であっても氷の検出、柱密度の評価等は可能であるが、氷のバンド形状の詳細解析は難しい。氷の吸収バンドのプロファイルには、氷の組成、温度、結晶化度などの様々な情報が含まれており、これらは固体の熱史を探る上で有用な情報をもたらすことから、中分散分光能力が望ましい。このような波長分解能の要求に加えて、氷の分光観測においては比較的広い波長範囲を網羅する事が必要となる。これは氷の吸収バンドのように幅の広いフィーチャーの吸収の深さを正確に見積もる上では、連続光成分の差し引きの精度が大きな影響を及ぼすためである。例えば、特に線幅の広い 3.05 μm の水氷の吸収の深さを見積もる上では、2.5 から 4 μm 程度の範囲を一度に網羅する分光観測を行い、連続光成分の寄与を見積もる必要がある。二酸化炭素やメタノールといった比較的線幅の狭い氷のバンドの観測では、要求される波長カバレッジはこれよりも小さくなるが、それでも一般的な輝線観測よりは広い波長範囲を網羅した観測が必要となる。以上のことから、氷として存在している分子の観測的研究を進める上では、TMT/MICHI や JWST/MIRI、SPICA/SMI などによる近・中間赤外線の波長における広帯域中分散分光能力が望まれる。

加えて、TMT/MICHI や SPICA/SMI によって実現可能な近・中間赤外線の波長域における高分散分光 ($R \sim 10^4$–10^5) も氷の化学進化を理解する上で重要な情報を与える。気相へと昇華した分子の検出は、電波観測でも可能であるが、二酸化炭素やメタンのように双極子モーメントを持たない無極性分子については、赤外線域における振動遷移の検出が主要な観測手段となる。星間化学の包括的な理解のためには、気体・固体の両面から物質の化学状態を探ることが不可欠であり、電波では観測できない分子の情報をもたらす赤外線高分散分光観測は重要な役割を果たす。

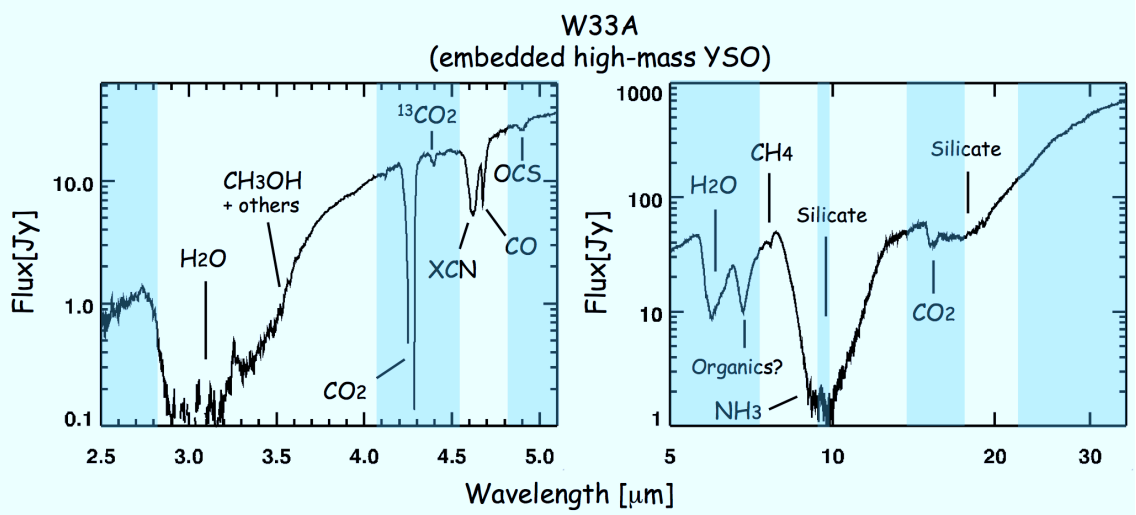


図 3.79: ISO-SWS により取得された銀河系内の大質量 YSO(W33A) の赤外線スペクトル (R ∼1500)。検出された氷の吸収バンドの位置が示されている。様々なバンドが見られる近・中間赤外線の波長域は、固相に存在する分子の研究における指紋領域と言える。影がかけられた部分は地上から観測できない波長域を示す。図の元データは、SWS アトラス [41] より取得された。

一方、これまでの研究例は少ないものの、今後の観測技術の発達により氷観測の新たな切り口となりうる手法として、遠赤外線域に存在する氷バンドの観測が挙げられる。遠赤外線域 (20–100 μm) には、固体の格子振動に起因する遷移が存在することが知られている [28]。例えば非晶質の水氷の場合は 45 μm 付近に幅の広いバンドを、結晶質の場合は 44 μm 及び 62 μm に比較的シャープなバンドを示すことが知られている (図 3.80)。遠赤外線域の氷のバンドは、近・中間赤外線域のバンドに比べて線幅が広いため、連続的な波長カバレッジの広い低分散分光能力 (R >100) が適している。格子振動に起因するバンドは固体の内部構造に敏感である為、これらの遠赤外線のバンドは氷の結晶化度を探る上で有効な手段となる。このため、氷の遠赤外線分光観測は低温環境に存在する固体の熱史を探る有効な手段となる潜在性を秘めている。また、遠赤外線の波長域における氷のバンドは、氷の温度が比較的高い時は、輝線としても観測されるということが報告されている [24]。これにより、背景の連続光源に依らない氷のマッピング観測が可能になることが期待され、星惑星形成領域に存在する氷の分布を探る新たな手段ともなり得る。しかし、これまでの観測的研究で氷の遠赤外線バンドが検出された天体は、ごく一部の Young Stellar Object (YSO) 及び晩期型星に限られている [24; 34; 5] 。今後、遠赤外線観測に基づく氷の研究が発展していく為には、SPICA/SAFARI をはじめとした高感度の遠赤外線分光観測装置の活躍、及び氷の遠赤外線バンドの性質に対する実験的理解の充実が主な課題といえる。

観測対象となる天体

固相に存在する分子の詳細な観測を通して星間・星周環境における水や有機物の生成・進化の過程を探る上で、観測の対象となる天体は多岐に渡る。SPICA、JWST、TMT、E-ELT、TAO といった次世代の赤外線観測装置は、これまでにない感度又は空間分解能により、星惑星形成領域に存在する固体の観測的研究を飛躍的に発展させることが期待される。まず、星形成が始まる前の段階で、どの程度の水や有機物が分子雲内で生成されていたかを知る上では、分子雲の背景星を連続光源として用いた氷の観測が有用となる。また、星形成が開始された後の固体の化学進化を探る上では、原始星の星周環境における氷の分布・組成の変化を明らかにし、星形成活動に関わる様々な天体現象 (ジェットなど) と固体の化学進化を関連付ける研究が有効である [42]。また、ホットコア・ホットコリノといった気相で複雑な分子が多く検出されている天体に対しては、固相に存在する分子の情報を充実させていくことにより、有機分子の生成に至る化学反応の経路に対して制約を与えるこ

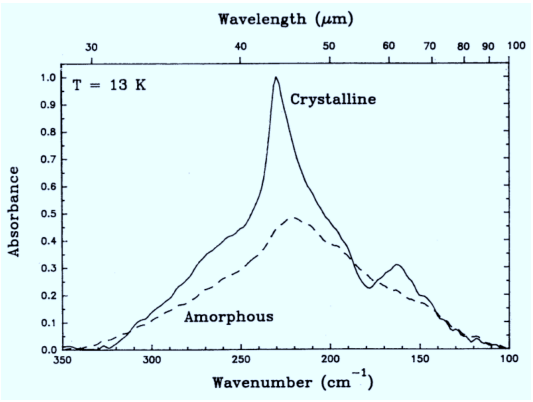


図 3.80: 実験室にて測定された水氷の遠赤外線吸収スペクトル [27]（掲載許可取得済み）。実線が結晶質の氷、破線が非晶質の氷のスペクトルを示す。氷の結晶度により遠赤外線のスペクトルプロファイルが大きく変化することがわかる。

とができる。惑星形成段階における固体の進化を探る上では、原子惑星系円盤・デブリ円盤を持つ天体に対しての氷観測が有効である [13]。高空間分解能、高感度の観測装置、また多天体分光、面分光能力を備えた装置の活躍により、分子雲、原始星外層、原子惑星系円盤といった様々な領域内に存在する氷の分布、化学組成が明らかになる。これにより、ダスト表面で進行すると考えられている水や有機分子の生成と、天体の性質・進化段階の関連性が明らかになり、これらの物質の生成・進化の過程に関する観測的知見を深めることができる。また、TAO による YSO の分光モニタリング観測が可能になれば、時間変動現象を示す若い天体の周囲での分子バンドの変動が観測される可能性も考えられる。

さらに、星間・星周環境に存在する分子の化学的多様性を、宇宙の時間進化と関連付けて理解する上では、銀河系外に存在する水や有機分子の観測的研究も興味深い。特に、過去の宇宙における分子進化を理解する上では、低金属量環境下での分子雲化学の特徴を明らかにしていく必要がある。このような観測を行う上では、天の川近傍の低金属量銀河である大・小マゼラン雲などに存在する分子雲・YSO などは絶好の観測ターゲットである。マゼラン雲の YSO に付随する氷の観測は、一部の大質量 YSO についてはこれまでにも行われていた [39; 37] が (図 3.80 参照) 、高感度の装置の活躍により、中小質量 YSO に付随する氷についても検出が可能になる。これにより銀河系外、特に低金属量環境下の惑星形成領域の化学状態に関する新たな観測的知見が得られることが期待される。

このような氷の赤外線観測と併行して、気相へと放出された分子の電波・赤外線観測も同等の空間分解能で行うことにより、水や有機分子の生成へと至るダスト表面反応についての包括的な観測的知見を得ることができる。上述の観測的研究と併せて、ダスト表面反応に関する理論的、実験的解釈の充実も当該分野の発展において不可欠な要素である。

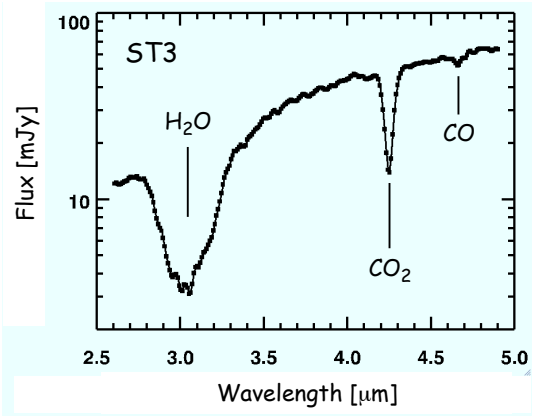


図 3.81: 「あかり」近中間赤外線カメラにより取得された大マゼラン雲の大質量 YSO(ST3) の近赤外線スペクトル (R ∼100) [39]（掲載許可取得済み）。検出された氷の吸収バンドの位置が示されている。「あかり」や Spitzer などにより観測されたマゼラン雲内の埋もれた YSO は、2020 年代以降の星間物質・近傍銀河研究においても重要な観測ターゲットとなる。これらの銀河系外 YSO は系内の天体に比べて著しく暗いため、これまでは多くの場合、感度面で有利な低分散分光により観測されていた。今後、高感度の中・高分散分光が可能になることにより、系外銀河に存在する分子に関するより詳細な情報が得られることが期待される。

3.8.6　必要とする望遠鏡、装置のまとめ

表 3.10 に、星間物質のサイエンスを遂行する上で必要とされる望遠鏡及び観測装置の仕様をまとめる。備考欄に、各機能を必要とするサイエンスが記述される節を 1 (3.8.2 節), 2 (3.8.3 節), 3 (3.8.4 節), 4 (3.8.5 節) として示す。

表 3.10: 必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能	備考
地上	∼ 30 m	撮像	可視、近赤外	—	10 秒角	0.01 秒角	1,2
地上	∼ 30 m	撮像	中間赤外	—	10 秒角	0.1 秒角	2,3
地上	∼ 30 m	分光	可視、近赤外	$R \sim 1$–5×10^2	10 秒角	0.01 秒角	1,2
地上	∼ 30 m	分光	中間赤外	$R \sim 1$–5×10^2	>5 秒角	0.08 秒角	3
地上	∼ 30 m	面分光	近・中間赤外	$R \sim 1$–5×10^3	>2 平方秒角	0.08 秒角	1,2,3
地上	∼ 30 m	高分散分光	2–13(20) μm	$R = 10^4$–10^5	N/A	0.1 秒角	4
地上	4–8 m	撮像モニター	近・中間赤外	—	10 秒角	0.1–1 秒角	2
地上	4–8 m	分光モニター	近・中間赤外	$R = 10^2$–10^3	10 秒角	0.1–1 秒角	2,3,4
スペース	>6 m	撮像	可視、近赤外	—	10 秒角	0.01 秒角	1,2
スペース	>6 m	分光	可視、近赤外	$R \sim 100$	10 秒角	0.01 秒角	1,2
スペース	>6 m	撮像	中間赤外	—	10 秒角	0.01 秒角	1,2
スペース	>6 m	分光	中間赤外	$R \sim 100$	10 秒角	0.01 秒角	1,2
スペース	>6 m	分光	近・中間赤外	$R \sim 1$–5×10^3	10 秒角	0.1 秒角	4
スペース	>2 m	撮像	中間・遠赤外	—	¿1 分角	1–10 秒角	1,2
スペース	>2 m	分光	20–100 μm	$R = 10^2$–10^3	不問	1–10 秒角	4
スペース	>2 m	高分散分光	12–20 μm	$R = 10^4$–10^5	不問	∼ 1 秒角	4

3.8.7 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
上塚 貴史	東京大学天文学教育センター	§ 3.8.4
木村 勇気	北海道大学	§ 3.8.3
左近 樹	東京大学 (班長)	§ 3.8.3,§ 3.8
下西 隆	東北大学	§ 3.8.5
瀧川 晶	京都大学	§ 3.8.4
田中今日子	北海道大学	§ 3.8.2
野沢 貴也	国立天文台	§ 3.8.3
本田 充彦	神奈川大学	§ 3.8.2
三浦 均	名古屋市立大学	§ 3.8.2

参考文献

[1] Boogert, A. C. A., & Ehrenfreund, P., 2004, ASP Conference Series, 309, 547-572
[2] Bradley, J. P., et al., 1983, Nature, 301, 473-477
[3] Bradley, J., 1996, Science, 265, 925-929
[4] Ciesla, F J., 2007, Science, 318, 613
[5] Dartois, E., et al., 1999, Astronomy & Astrophysics, 338, L21-L24
[6] Fabian, D., et al., 2000, Astronomy & Astrophysics, 364, 282
[7] Fabian, D., et al., 2001, Astronomy & Astrophysics, 373, 1125-1138.
[8] Grossman, L., 1972, GCA, 36, 597-619
[9] Harker, D. E., & Desch, S.J., 2002, ApJ, 565, L109
[10] Herbst, E., & van Dishoeck, E.F., 2009, Annu. Re. Astro. Astrophys., 47, 427-480
[11] Höfner, S., 2008, Astronomy & Astrophysics, 491, L1-L4.
[12] Honda, M., et al., 2003, ApJ, 585, L59
[13] Hondam, M., et al., 2009, ApJ, 690, L110-113
[14] Ishizuka, S., et al., 2014, The Astrophysical Journal, submitted
[15] Kamizuka, T., et al., 2014, SPIE, 9147, 91473C.
[16] Keller, L. P., & Messenger, S., 2011, GCA, 75, 5336-5365
[17] Kimura, Y., et al., 2011, Journal of Crystal Growth, 316,196-200
[18] Kimura, Y., & Tsukamoto, K., 2011, J. Jpn. Soc. Microgravity Appl., 28, S9-S12
[19] Kimura, Y., et al., 2012, Crystal Growth & Design, 12, 3278-3284
[20] Kimura, Y., et al., 2014, J. Jpn. Soc. Microgravity Appl., 31, 130-136
[21] Koike, C., et al., 2003, Astronomy & Astrophysics, 399, 1101-1107.
[22] Leitner, J., et al., 2014, Lunar and Planetary Science Conference, 45,1099.
[23] Lin, D. N. C., & Papaloizou, J. C. B., 1985, Protostars and planets II, 1985, 981-1072
[24] Malfait, K., et al., 1999, Astronomy & Astrophysics, 345, 181-186
[25] McDonald, I., et al., 2010, The Astrophysical Journal Letters, 717, L92-L97.
[26] Miura, H., & Nakamoto, T., 2005, Icarus, 175, 289-304
[27] Moore, M. H., & Hudson, R. L., 1992, ApJ, 401, 353-360
[28] Moore, M. H., & Hudson, R. L., 1994, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 103, 45-56
[29] Nagasawa, M., et al., 2014, ApJ, 794, L7
[30] Nguyen, A.N., et al., 2007, Astrophysical Journal, 656, 1223-1240.
[31] Nozawa, T., & Kozasa, T., 2013, ApJ, 776, 24
[32] Öberg, K. I.,et al., The Astrophysical Journal, 740, 109-114

[33] Ohnaka, K., 2004, Astronomy & Astrophysics, 424, 1011-1024.
[34] Omont, A., et al., 1990, ApJ, 355, L27-L30
[35] Onaka, T., et al., 2002, Astronomy & Astrophysics, 388, 573-586.
[36] Rietmeijer, F. J. M., 1998, Interplanetary dust particles. in Planetary Materials, edited by J. J. Papike. Revs. Mineralogy. 36. Chapter 2.
[37] Seale, J. P., et al., 2011, ApJ, 727, 36
[38] Sedlmayr, E., & Dominik, C., 1995, Space Science Review, 73, 211-272
[39] Shimonishi, T., et al., 2010, Astronomy & Astrophysics, 514, A12
[40] Shu, F., et al., 1997, Science, 277, 1475
[41] Sloan, G. C., et al., 2003, ApJ, 147, 379
[42] Sonnentrucker, P., et al., 2008, ApJ, 672, 361-370
[43] Speck, A. K., et al., 2000, Astronomy & Astrophysics Supplement, 146, 437
[44] Tanaka, K. K., et al., 2013, ApJ, 764, 120
[45] Takigawa, A., et al., 2014, Geochimica et Cosmochimica Acta, 124, 309-327.
[46] Tanigawa, T., et al., 2012, ApJ, 747, 47
[47] Toppani, A., et al., 2006, Geochimica et Cosmochimica Acta, 70, 5035-5060.
[48] van Dishoeck, E.F., & Blake, G. A., 1998, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 36, 317-368
[49] Weidenschilling, S. J., et al., 1998, Science, 279, 681
[50] Woitke, P., 2006, Astronomy & Astrophysics, 460, L9-L12.
[51] Yamamoto, T., & Hasegawa, H., 1977, Progress of Theoretical Physics, 58, 816-828
[52] Zhao-Geisler, R., et al., 2012, Astronomy & Astrophysics, 545, A56.
[53] Zhukovska, S., & Gail, H.-P, 2008, Astronomy & Astrophysics, 486, 229-237.
[54] Zinner, E.K., 2007. Presolar Grains. Treatise on Geochemistry 1, 17-39.
[55] Zolensky, M. E., et al., Science, 314, 1735-1739

3.9 恒星物理

3.9.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

恒星は星間物質を取り込むことで誕生し、内部の核融合反応によって重元素の割合を増加させ、質量放出によって新たに合成した元素を宇宙空間に供給している。しかし、恒星が質量を放出するメカニズムは、宇宙の物質進化を理解するうえで要であるにも関わらず、いまだ解明されていない。さらに、連星進化の理解が不足していることで、重元素の供給源として重要な星の爆発現象への進化経路にも多くの謎が残っている。2020 年代の恒星物理研究の最重要課題は、**質量放出**と**連星進化**の理解に基づき**元素の起源**の理解を追求することである。

1 質量放出の理解

質量放出が駆動されるメカニズムを解明するには、光球から星周エンベロープにかけて物質が加速される領域の物理状態を観測的に明らかにすることが必須である。しかし、これまでの観測では感度と空間分解能が不足しており、加速の現場を直接捉えることができなかった。この状況を打開するために、TMT などの 30 m 級望遠鏡と次世代の長基線干渉計を用いることで、赤色巨星や超巨星周辺で物質の加速が起きている現場を空間分解した観測を行うことが必要である。また、ダストとガスを分離して詳細な加速機構を明らかにするためには、高波長分解能の偏光観測が有効であり、ぜひ 2020 年代に実現させたい課題である。

2 連星進化の理解

連星進化の最終段階である Ia 型超新星は、宇宙の鉄族元素の大部分を放出する重要な現象であるが、その親星の進化経路はいまだ解明されていない。異なる親星の連星進化経路によって異なる金属量依存性が予想されるため、広視野の近赤外線衛星を用いた高赤方偏移超新星サーベイ観測を行い、超新星頻度の金属量依存性を測定することが重要である。2015 年にはブラックホール同士の合体からの重力波が直接検出され、今後は大質量連星進化の最終段階であるコンパクト星合体を重力波によって直接観測することが可能となる。重力波源を電磁波で同定するためには、すばる望遠鏡による広視野サーベイと TMT による分光観測の連携が必須となる。また、中性子星・ブラックホールを含む連星系 (X 線連星) の位置天文衛星による高精度観測・X 線衛星との連携観測・8 m 級の望遠鏡による時系列分光観測によって、このような天体の統計的性質を明らかにし、連星中性子星に至る進化経路の初期条件をおさえることも重要である。

3 元素の起源の理解

超新星爆発は重元素の合成現場であるが、その爆発のメカニズムは謎につつまれている。2020 年代には、TMT による近傍超新星の空間分解観測や、中小口径から大口径望遠鏡を用いた爆発後 1 年以上におよぶ長期追観測を行うことで、超新星爆発の形状を測定することができる。これにより、数値シミュレーションとの直接比較が可能となり、超新星爆発のメカニズムに迫ることができる。初期宇宙における超新星爆発による元素合成の痕跡は、その後に誕生した低質量星の表面に残されているため、星の物質混合や連星進化といった表面元素組成の変遷による影響を切り分けることで、宇宙初期の元素の生成・循環過程を推測することが可能となる。また、超新星爆発は特に初期宇宙においてダストの供給源として期待されているが、超新星が本当に十分な量のダストを供給しているかどうかはまだ明らかになっていない。SPICA によって中間赤外線から遠赤外線の高感度観測が実現すれば、超新星爆発によるダスト供給量を直接測定することが可能となり、初期宇宙におけるダストの起源を解明することができる。

3.9.2 2020 年代の恒星物理研究

恒星は、宇宙の物質進化を担う最も基本的な要素である。恒星は星間物質を取り込むことで誕生し、内部での核融合反応によって重元素の割合を増加させ、その物質を星間空間へと放出している (図 3.82)。このプロセ

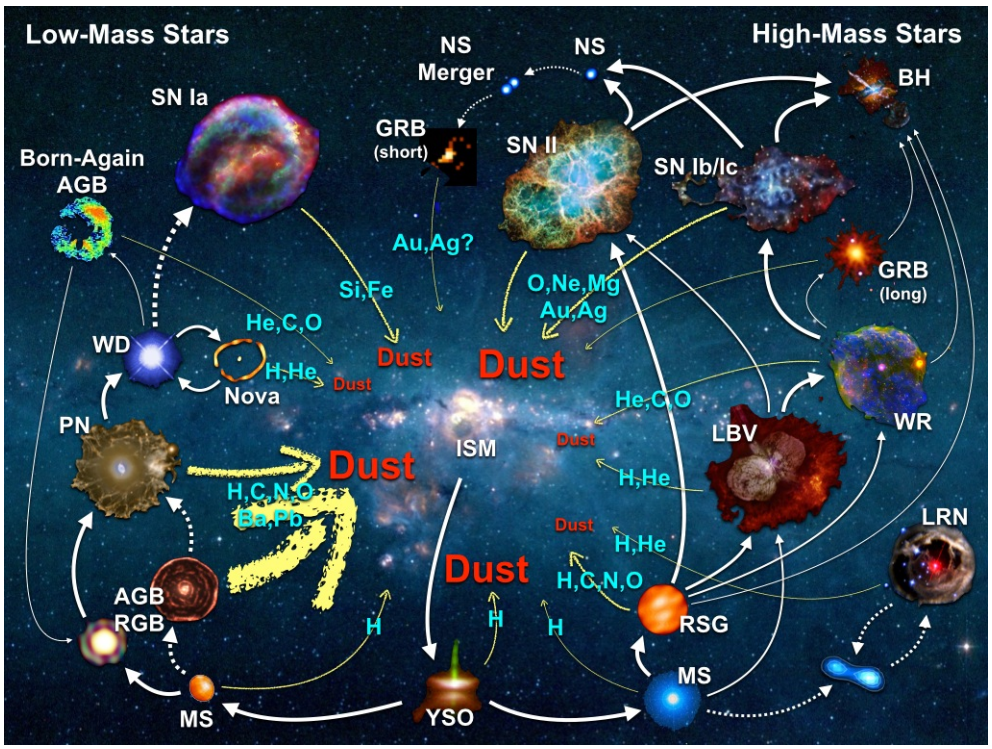


図 3.82: 宇宙の物質循環の模式図 (©植田 稔也)。左側が中・小質量星 (約 8 $M_\odot$ 以下)、右側が大質量星 (約 8 $M_\odot$ 以上) の進化を表している。白線は進化過程（実線は単独星、破線は連星、線の太さは進化の枝分かれの相対的な割合）を示し、黄線はダストの相対的な供給量を示している。青字はそれぞれの進化過程で質量放出される元素のうち代表的なものを例示している。進化過程の天体はすべて観測データである。

スの積み重ねにより、ほとんど水素とヘリウムのみで始まった我々の宇宙は、現在のような多くの元素に満ちた姿となっている。

恒星内部の物質は、なんらかの質量放出現象が起こらない限り再び星間空間に戻ることはないため、**(1) 質量放出**の理解が、宇宙の物質進化を理解する上での鍵となる。恒星の質量放出現象は、大まかには恒星風と爆発に大別され、すべての質量の星のほぼすべての進化段階で質量放出が起きていることが分かっている (図 3.83)。また、連星進化を経ることが鍵となる質量放出プロセスも多く存在する。例えば宇宙に存在する鉄の大部分は連星系にある白色矮星の核爆発 (Ia 型超新星) によってできたと考えられており、**(2) 連星進化**の理解を抜きにしては、すべての物質の起源を明らかにすることはできない。すなわち、質量放出・連星進化の理解によって、初めて **(3) 元素の起源**の理解が進むと言える。

2010–2020 年代に恒星物理の分野にもたらされる最も大きな変化は、Gaia の登場であろう [47]。Gaia は年周視差を測ることにより、恒星までの距離を直接測ることを目的とした天文衛星である。恒星までの距離は、恒星の明るさなど多くの物理量を求めるための基本的な情報であり、恒星進化理論の検証のために最も重要な情報であると言える。1989 年に打ち上げられた Hipparcos では、1 ミリ秒角の精度で約 10 万個の星の年周視差が測定され、約 100 pc までの星の距離が測られた。しかし、銀河系内に存在する様々な恒星種族を考えれば、太陽系近傍に存在する限られた種族の天体だけを見ていたに過ぎない。

Gaia は約 10 マイクロ秒角の精度で約 1000 万個の星の年周視差を測定する予定で、これにより約 10 kpc までの星の高精度な距離が得られるようになる。10 kpc は太陽系近傍だけでなく、銀河円盤から離れた領域の恒星やハローの恒星までを多く含むため、様々な恒星種族に対する恒星進化理論を多角的に検証することが可能となる。また、近くの天体であっても Hipparcos にとっては暗すぎた多くの白色矮星や褐色矮星に対して初めて年周視差を計測することが可能となる。様々な質量の星の多様な進化段階は Hertzsprung-Russell 図 (HR 図)

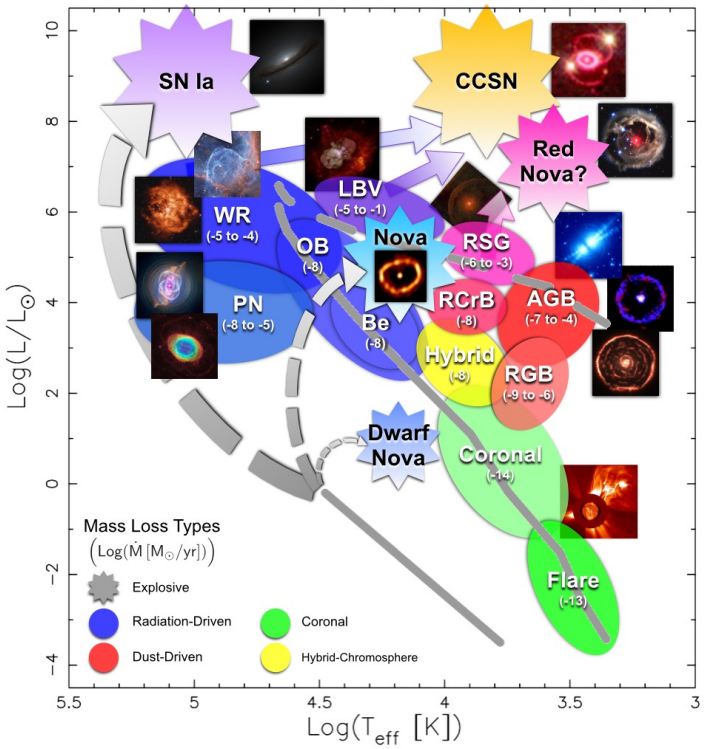


図 3.83: HR 図上の各点における質量放出現象 (©植田 稔也)。それぞれのタイプについて、色は質量放出メカニズムとして考えられている物理過程、数字は質量放出率 (対数スケールで $M_\odot$/yr) を表す。中央対角線が主系列星、上部破線が超巨星・巨星、中央下部実線が白色矮星を示す。色別された楕円で各種恒星風（とその母天体）を示し、矢印と星形で各種爆発現象（とその母天体）を示している。現象の代表例の観測画像も合わせて例示している。

上の異なる位置に現れるが (図 3.83)、2020 年代には銀河系内の様々な領域における詳細な HR 図、すなわち「恒星進化のスナップショット」が既に完成していると言って良い。

2020 年代には、この「スナップショット」をつなぎ合わせるべく、HR 図上の各恒星がどのように活動し、どのように物質を星間空間に放出し、次の時間ステップでどう進化しようとしているのかを理解することに焦点をあてて、恒星物理の研究を発展させる必要がある。本章では、2020 年代に挑むべき恒星物理の未解決問題を同定し、(1) 恒星の質量放出 (§3.9.3)、(2) 連星進化 (§3.9.4)、そして (3) 元素の起源 (§3.9.5) に関するサイエンスケースを提案する。

3.9.3 質量放出の理解

およそ全ての恒星は、誕生質量より終末質量の方が軽い。これは、恒星が進化のいずれかの段階で質量放出を行う事を意味している。誕生質量の大小に関わらず、恒星が「どの進化段階」で「どれだけの質量」の「どのような物質」を「どのように放出」するかは、恒星がどのように進化し、どのような死を迎えるかを理解する上で最も重要な要素の一つである。図 3.83 から明らかなように、質量放出は HR 図上ほとんどの領域で起こっているが、そのメカニズムは星の温度や光度によって様々である。また恒星は星間物質を一定期間その内部に取り込み、その間に内部での核融合反応によって金属量を増加させるため、宇宙での物質循環を考える時、恒星の担う役割は非常に大きい。一旦恒星に取り込まれた物質は、何らかの質量放出現象が起こらない限り再び星間空間に放出されることはない。そのため、恒星の質量放出現象は、宇宙の物質循環を理解する上で非常に重要なボトルネックであり、常に宇宙物理の重要課題として認識されている。

中小質量星 ($\lesssim$8 $M_\odot$) は、主系列においては太陽風や太陽フレアと似たメカニズムで、高速かつ放出率の低い質量放出を行なうと考えられている。進化が進んで赤色巨星枝 (Red Giant Branch, RGB) あるいは漸近巨星枝 (Asymptotic Giant Branch, AGB) に入ると質量放出率は 4 桁以上増加する。これらの段階の星の恒星風では、固体微粒子（ダスト）の役割が重要であると考えられ、1975 年に Kwok[27] によってそのメカニズムが提唱されて以来、定性的には以下のように理解されている。まず、光球・外層大気から分子に富むガスが放出され、それが拡散・冷却していく過程でダストが形成される。このダストが星の光球からの輻射圧を受けることによって動径方向の運動量を獲得し、ガスと相互作用することでガス流の動径方向の運動量が増幅され、全体としてダストに富む恒星風として発達していく [18]。ガス成分の運動については、主に電波の CO 分子線を用いた観測で、動径方向の分子ガス流の末端速度が 10 km s^{-1} から 20 km s^{-1} ほどであることが知られている [15]。しかし、ほぼ静水圧平衡にある光球からどのようにしてダストが形成されうる低温の領域までガスが放出されるのか、さらにどこで、どのようなダストが形成されるのかについて、いまだに直接的な観測はなされておらず、理論的理解も発展途上である。ダスト形成過程については「星間物質」の章 §3.8 で詳しく述べられているので、本章ではダストを含む恒星風について注目する。

高温 ($\gtrsim$10,000 K) かつ高光度の大質量星 ($\gtrsim$8 $M_\odot$) では、原子スペクトル線が受ける輻射圧で高速の恒星風が駆動されていると考えられてきた。しかし最近になって、多くの大質量星が超新星爆発の直前に大規模な質量放出 (0.1 $M_\odot$ yr^{-1} 以上) を行う可能性が示唆されている。この大規模な質量放出は定常的ではなく、むしろ爆発的であり、その激しさから超新星爆発と誤認されることもあるほどである (supernova imposters, [63])。この特異な質量放出のメカニズム及び超新星爆発との関連は全く理解されていない。一方、大質量星の別の進化段階である赤色超巨星では、低速だが密度の高い恒星風が観測される。この恒星風は先述の中・小質量星の進化の末期段階である漸近巨星枝に見られる恒星風と似ている。しかし、ダストによる赤外超過がほとんど見られない赤色超巨星でも質量放出を行なっていることから、ダストが受ける輻射圧以外の物理過程が働いている可能性があり、赤色超巨星の質量放出メカニズムは現状では全く不明である。

質量放出の理解が進んでいない主な理由は、以下のように考えられる。

1．感度不足: 近年 ALMA によって窓がひらけ、例えばミラ (o Ceti) の星周を空間分解して観測した結果が報告されるようになった [49]。だが、ALMA をもってしても感度が充分とは言いがたく、例えばマゼラン雲中に存在する大規模質量放出星を観測するのにも膨大な観測時間を必要とするため、数多くのサンプルを得るのは現実的ではない。また、銀河系内天体の場合でも、空間分解した天体においては、星周殻の面輝度が r^{-2} で急激に減少するため、外側では感度不足が問題となる。質量放出の理解には、様々な環境に存在する (金属量依存性)、様々な進化段階の、大規模から小規模まで、様々な規模の質量放出を行っている恒星を観測する必要がある。

2．空間分解能不足: 主に ESO の大型赤外干渉計 (Very Large Telescope Interferometer, VLTI) を用いた赤外線干渉計観測から、恒星大気がどこまで広がっているか、等が徐々に明らかとなってきている [41; 42] (図 3.84)。しかし、現存の観測装置による中間赤外線より長波長での空間分解能は、最も近い質量放出星の星周エンベロープをやっと分解できる程度であり、TMT などの 30 m 級望遠鏡を用いても状況はさほど改善されない。中間赤外域において星周エンベロープの最も内側の領域 (ダストが形成され、恒星風が加速される領域) を空間的に分解するには、中間赤外域の干渉計装置 (例えば次期 VLTI 装置 [31]) が必要になる。

3．時間分解能不足: 上述の干渉計の観測については、観測対象が脈動変光星である場合には大気の動きを時間的に分解して観測したいが、干渉計の貴重な観測時間を専有する事は現実的ではなく、１変光フェイズを全てカバーしたような観測はなされていない。また、中間赤外線より長い波長でのモニター観測も、これまでに数例しかなく、星周でガス相から固体相への相転移が起こる様子をとらえた観測例は無いと言って良い。

以下では、これらの状況を打破できるような具体的な観測提案を説明する。

高波長分解能・高空間分解能観測による恒星風速度場の決定

質量放出が駆動されるメカニズムを解明するには、光球から星周エンベロープにかけての、物質が加速される領域の物理的特性を調べることが肝要である。最近 10 年の観測により、光球から星の半径の 10 倍以内の領

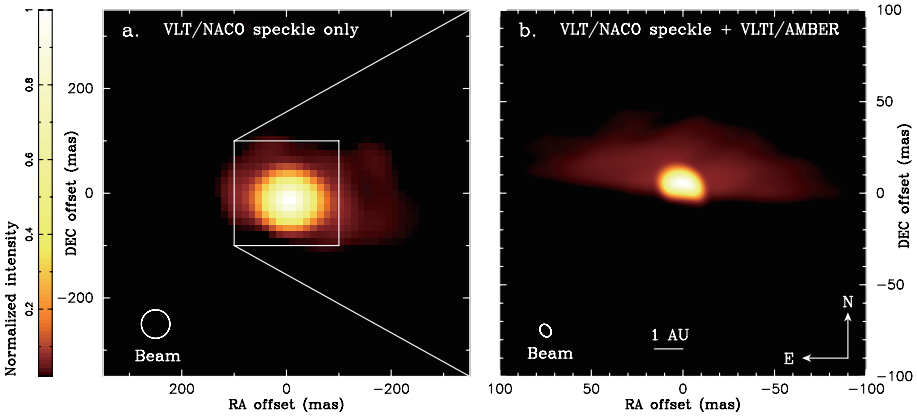


図 3.84: (左) VLT 単一鏡を用いたスペックル干渉観測によって得られた赤色巨星 L_2 Pup のディスクの回折限界画像 (©大仲 圭一)。(右) VLT 単一鏡と大型赤外干渉計 VLTI を組み合わせて得られた開口合成画像。エッジオンダストディスクによって中心星の南半分が隠されているのがわかる [45]。

域の外層大気と星周エンベロープは従来考えられていたよりもはるかに複雑な構造をしていることが明らかになってきた。赤外分光及び赤外干渉計観測で星の半径の 2–3 倍の領域には、温度が 1000–2000 K の密度の高い分子ガスが存在することが明らかになった。しかも、この分子ガスはもっと温度の高い彩層プラズマと混在している [16]。これは、外層大気が非一様で複数の成分からなることを示している。さらに、星周エンベロープも複雑な非球対称構造を示すことが最近の観測でわかってきている [22; 44]。非一様構造がどのようにして形成されるのか、温度の低い分子ガスと温度の高い彩層プラズマがどのようにして混在できるのかは全くわかっていない。この複数の成分からなる非球対称な外層大気及び星周エンベロープの最も内側の領域における動力学構造は、質量放出メカニズムを理解するための最も重要な手がかりであり、その複雑な構造ゆえ空間的に分解して観測する必要がある。

動力学構造を空間的に分解して観測するためには、近傍の赤色超巨星や漸近巨星枝星でも 20 ミリ秒角以下の空間分解能と $R = \lambda/\Delta\lambda = 10000$ 以上の波長分解能が必要になる。ミリ秒角の空間分解能を達成するには、30 m 級の超大型望遠鏡に補償光学を装備するのが直接的なアプローチである。これにより波長 2 μm において 15 ミリ秒角の空間分解能が達成される。最も視直径が大きい星の一つである赤色超巨星ベテルギウスの視直径が 43 ミリ秒角であるので、星の半径の数倍に広がった外層大気、星周エンベロープを空間的に分解して分光観測をすることができ、アウトフローが加速されていく様子を直接観測できる。特に、波長 2.3, 4.7 μm の CO、1.1 μm の CN、4 μm の SiO は外層大気と星周エンベロープの分子ガス成分の動力学構造をトレースするのに重要である。一方、Hα や Ca II (0.86 μm) を使って彩層の構造を空間的に分解して調べることもできる。分子ガス、彩層プラズマの動力学構造を空間的に分解して観測することは、温度の異なる成分がいかにして形成され、混在しうるのかを解明するために必須である。ただし、視直径の大きな近傍の赤色超巨星、赤色巨星は明るいので、30 m 望遠鏡で検出器が飽和しないように、強力な ND フィルター、ミリ秒オーダーの露出時間を用いるなどの工夫が必要となる。

30 m 級大型望遠鏡と補償光学を用いることで星表面上の非一様構造についてもある程度知見を得ることができる。しかし、外層大気と星周エンベロープに見られる非一様構造と星表面における動力学構造の関係を明らかにするには、さらに高い空間分解能が要求され、高波長分解能をもつ赤外干渉計が必要となる。赤外干渉計では、光球面及び外層大気各点におけるスペクトルを取得でき、星表面と大気内の非一様構造の運動を直接捉えることができる (つまり、星を太陽のように観測することが可能となる)。実際、VLTI による赤色超巨星ベテルギウス、アンタレスの 2.3 μm CO スペクトル線観測によって、空間分解能 10 ミリ秒角、波長分解能 $R = 6000$–8000 で恒星大気の空間的に分解したスペクトルを得ることが可能であることが示された [42; 43]。最長基線長が 100 m を超える赤外干渉計であれば 2 μm で 4 ミリ秒角の空間分解能を達成できる。このような高空間分解能、高波長分解能を備えた光学・赤外干渉計で観測することによって、大規模な対流セルや星の脈

動によって引き起こされた運動が光球と外層大気を伝搬していく様子を捉えることができ、質量放出の駆動源を特定する上で重要な手がかりをもたらす。また、次世代 VLTI 装置 MATISSE [31] では、3–13 μm にわたる中間赤外域において 6 ミリ秒角 (3 μm) の空間分解能で開口合成撮像観測が可能になり、従来の中間赤外域における空間分解能に比べて一挙に 10 倍以上高くなる。これにより、星周エンベロープの最も内側の領域におけるガス成分の物理特性を空間的に分解して測定することができるとともに、ダスト形成の現場を直接捉えることが可能となる。

高波長分解能偏光観測によるダスト流速の決定

進化の進んだ低温度星の恒星風のガス成分の運動については、上述の高波長・高空間分解能観測で理解が進むと期待される。一方、ダストが星からの輻射圧を受けて、周りのガスを引きずりながら吹き飛ばされることで質量放出が起こるというシナリオを検証するためには、ガスとダストの相互作用を理解することが不可欠である。ダストとガスの相互作用のメカニズムは、ガス流体内でダストの進化をクラスターモデルで記述した数値計算等によって機能することが示されているだけある [12; 26]。したがって、小中質量星からの恒星風ダスト流速を観測的に明らかにすることは、宇宙物理の 40 年来の課題であると言っても過言ではない。

恒星風に含まれるダストの速度は、高分散偏光分光観測によって原理的には比較的シンプルに決定することができる。その仕組みをまとめると以下の様になる。中心天体から動径方向に流れる恒星風を考える。中心天体からの輻射に輝線が含まれる場合（たとえば可視光域では Hα、近赤外域では Brγ）、この輝線は恒星風ガス流内を移動するダストによって散乱される時に、ダストの速度に応じてドップラーシフトする。中心天体からの輝線は特別な理由がない限り基本的に無偏光と考えることができるが、ダストによって散乱した輝線は散乱角の向きに応じて偏光することになる。このようなダスト散乱を経た中心天体由来の輝線を偏光分光観測をした場合、輝線の偏光成分と無偏光成分とを分離してスペクトルを得ることができ、偏光成分と無偏光成分の速度成分の差がダストの速度ということになる。したがって、恒星風内のダスト流速を観測的に測定するためには、ダストの速度を偏光成分と無偏光成分の輝線速度の差として求めることができる程度の高分散偏光分光が必須条件ということになる。この技術的なハードルが、ダスト流速の決定が 40 年来の問題となっている要因である。

近年になり、すばる望遠鏡でこの偏光分光観測の手法が用いられ、スターバースト銀河から数百 km s^{-1} から数千 km s^{-1} という速度で噴き出す超銀河風内のダスト速度の計測が実現した [69]。中小質量星からの恒星風内のダスト流を測定するためには、(ガス成分の観測結果から予想される) 数 km s^{-1} のオーダーの偏光成分と無偏光成分の輝線速度差を検知しなければならず、そのためには $R = 10^{5-6}$ の波長分解能が必要となる。2020 年代には、ダスト流速を観測によって確定し、ガスとダストの相互作用におけるカップリングの度合いに制限を与えて、数値計算の精度の向上を図るというサイエンスを提案したい。

この提案では、充分な面輝度感度を確保することと高分散偏光分光以外に特殊な要求は無い。現行の 8 m 級大型望遠鏡でも不可能ではないが、ターゲットが明るい天体に限られるので、それ以上のサイズの超大型望遠鏡での観測が可能になればサンプル数を増やすことができる。天体のフラックスが必要なので視野は広い必要はなく、空間分解能も現行で充分である。大口径化でフラックスが確保できれば、中心星から数秒離れた星周殻内でのダストの散乱光を観測することも可能になる。ただし、ダストによる散乱光は暗く (およそ 24 mag/平方秒)、中心星と星周殻の面輝度比は 10^{5-6} になる場合もあり、チャレンジングな観測であることは間違いない。

広視野面分光での星周殻内ガス・ダスト成分同時観測

現在各地の 8 m 級望遠鏡で面分光観測装置（Integral Field Unit）が立ち上がってきている（例えば ESO/VLT の MUSE [4]) が、星周殻を一度にカバーできる広視野観測が可能になると、「どこ」で「なに」が「どのように」分布しているかを一度の観測でプローブすることが可能になる。これまでは、ある波長での撮像、もしくは特定の空間領域（スリットやアパーチャー）に限られた分光を何度も繰り返す必要があったが、面分光観測

装置はカバーする空間領域と波長領域からなるデータキューブを一度の観測でもたらし、その必要部分を切り出してくることで各種輝線の空間分布、速度分布を同時に得られる。従って、輝線が複数あれば、それぞれの輝線の速度場分布が求まり、ライン比からガス量の空間分布を求めることができる。さらに、ガス輝線とダスト輝線を同時に観測すれば、最終的にはガス・ダスト比の空間分布を観測的に確定することもできる。

超新星爆発を起こす大質量星の進化と質量放出の解明

太陽の約 8 倍以上の質量を持つ大質量星の多くは、その進化の最終段階に超新星爆発を起こす。爆発によって膨大なエネルギーが星間空間に注入され、恒星進化の過程で合成された元素が宇宙空間にまき散らされる。また、銀河の星形成活動は紫外域の観測によって大質量星の数から見積もられるため、大質量星の理解は銀河の理解にも必要不可欠である。このように、大質量星は宇宙の様々な場面で重要な役割を果たしており、大質量星がどのように進化し、爆発に至るかを正確に理解する事は重要な課題となっている。今後、Gaia や JASMINE によって、多くの大質量星の距離、温度、光度などの基本的パラメータが測定されれば、大質量星進化の初期状態が正確に決定されるものと期待されている。これによって 2020 年代には、中心水素燃焼後の大質量星進化、特に大質量星がどのような状態で爆発するのかについての研究をより発展させることが可能となる。

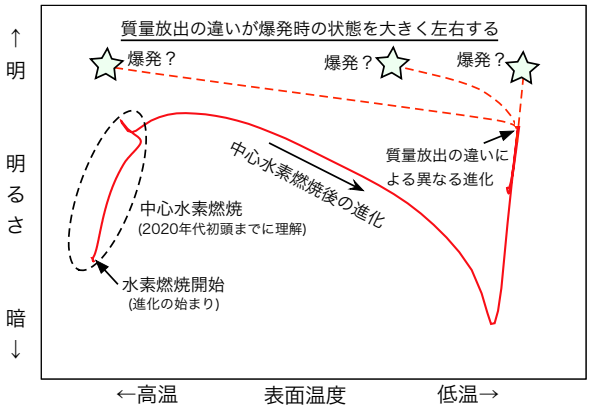


図 3.85: 質量放出の大質量星進化への影響 (©守屋堯)。

大質量星がどのような状態で爆発するのかを決める最も重要な要素は質量放出である。星は中心水素燃焼を終えると表面温度が一気に低くなるためダストが形成されやすくなる。その後、星の中心核の重力収縮によって中心での核融合が活発化し、星の光度が増すことで質量放出を活発に行うようになる。図 3.85 に示すように、このときの質量放出率によって、爆発時の大質量星の状態は大きく影響される [37]。しかし、質量放出率の不定性は大きく、例えば、外層の振動不安定性のために質量放出が現在考えられているよりも大きくなる可能性が指摘されている [68]。また、近年の観測によって、多くの大質量星がその爆発の直前 (数年前以降) に非常に大規模な質量放出 (0.1 $M_\odot$ yr^{-1} 以上) を行っている事が判明し始めている [40]。理論的には、このように大規模な質量放出を起こす大質量星はすぐには爆発しないと考えられてきたため、理論と観測の間に明らかな矛盾が生じてしまっている [28; 13]。

大質量星の質量放出の理解を大きく進展させるためには、大質量星が爆発を起こすまさにその時の状態を正確に捉えることが必要である。図 3.85 に示した通り、質量放出の違いにより爆発時の大質量星の状態は大きく異なる。すなわち、爆発した大質量星の状態が正確に分かれば、それを元に大質量星がどの程度質量放出を経験したかを推察する事ができる。しかし、宇宙に存在する無数の星のうち、どの星が数年以内に爆発を起こすのかは知り得ない。このため、より多くの星の状態を記録しながら爆発を待つ必要がある。また、爆発直前に謎の大規模質量放出を起こす大質量星の明るさは爆発数年前から大きな増減光を起こす事が分かっている [40; 46]。2020 年代には、星が爆発する直前の状態を明らかにするために、広視野大望遠鏡により多くの星を定期的に観測し、超新星爆発と爆発する以前の質量放出現象の両方を捉えるような観測を行うべきである。

3.9.4 連星進化の理解

宇宙に存在する天体の約半数は連星系をなしていると考えられており [10; 52]、連星進化の理解は、質量放出の理解とともに、恒星進化を記述するために欠かせない要素の一つである。また、連星系中の恒星はその質量を正確に決定できることから、古くから恒星進化の検証に用いられてきた。さらに、連星進化は宇宙の元素

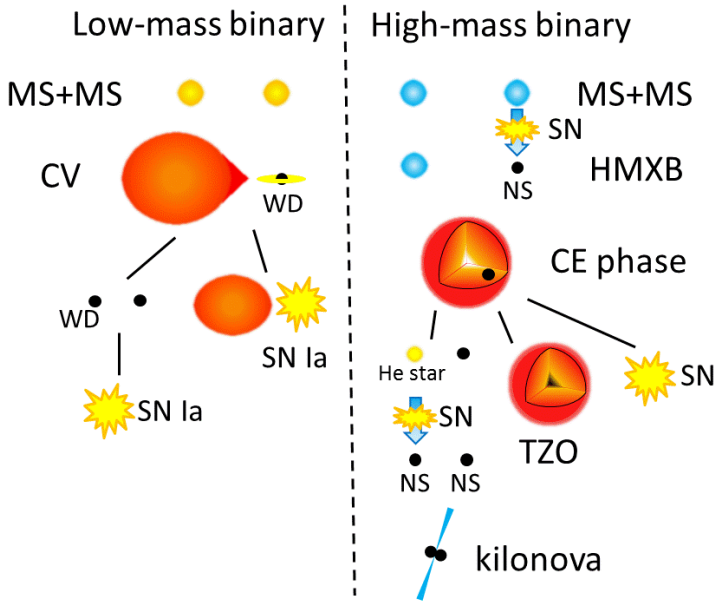


図 3.86: 本節で議論されているテーマを中心にした、連星進化経路の模式図 (©山口 正輝)。CE は common envelope (共通外層)、CV は cataclysmic variable(激変星) を表す。その他の略語は文中を参照のこと。

の起源とも深く関連しており、宇宙の鉄族元素の起源である Ia 型超新星や、金・銀・プラチナなどの起源として注目を集めている連星中性子星合体は、どちらも連星進化の最終段階である (図 3.82)。宇宙におけるこれらの爆発現象の頻度は連星進化の物理によって大きく影響されるため、連星進化の理解は様々な分野に波及する重要なテーマであると言える (図 3.86)。

連星進化の中で最もその物理素過程が不明なのは、共通外層段階 (common envelope phase) である。共通外層段階では、連星の片方の星が進化の最終段階に達して膨張し、相手の星を飲み込んだ状態にある。共通外層段階を理解するためには、その前後で連星双方の質量または連星軌道要素がどう変化するかを観測的に明らかにすることが必要不可欠である。特に大質量星では、ブラックホールや中性子星を含む連星系である X 線連星が、その後の共通外層段階、さらにはコンパクト連星 (ブラックホール/中性子星からなる連星系) への進化の初期条件となる。さらに近年、コンパクト連星系へと進化しない経路として理論的に予想された天体の候補が発見された可能性もあり [29]、共通外層段階の終状態、さらには共通外層段階中の天体の直接観測にも手が届きつつある。また、2015 年には Advanced LIGO によって連星ブラックホール合体からの重力波が直接検出され、今後は重力波による大質量星連星の最終状態の観測も可能となる。

X 線連星系の伴星同定と軌道要素の決定

連星系のなかでも、高密度星 (ブラックホール、中性子星、白色矮星) と恒星からなる近接連星系は、伴星から高密度星への質量降着により X 線を放射し、「X 線連星」と呼ばれている。X 線連星のうち、大質量 X 線連星 (high-mass X-ray binary; HMXB) は星形成領域に多く存在し (図 3.87)、一方、小質量 X 線連星系はバルジや球状星団など星の密度の高いところに多く存在している。X 線連星は、高エネルギー降着現象の現場としても興味深いが、恒星進化の観点からも興味深い天体である。例えば、大質量 X 線連星のうち B 型巨星の多くは、高密度星 (主に中性子星) の前身であった恒星から質量 (角運動量) を供給されることで高速回転するようになったと考えられており [48]、これがその後の進化経路を決める重要な要素の一つになっている。また、超巨星が伴星である大質量連星系は B 型巨星のそれより軌道が円に近いものが多く、パルサーの周期の割に軌道周期も短い傾向にあることから、共通外層段階を経ているのではないかと示唆されている。

近年、X 線天文衛星による全天サーベイ/モニターによって X 線連星の発見数は飛躍的に伸びてきており、天の川銀河だけではなくマゼラン星雲や M31 においても同定が進んでいる [34; 66]。しかし、X 線連星の理解がそれに比例して進んでいるとは言い難い。なぜなら、X 線連星の多くは銀河面など星間物質による減光を大きく受けているために、可視・赤外線では暗く (V >20 mag)、伴星の特定が容易ではないからである。そのため、大質量 X 線連星の伴星の統計的性質はまだ明らかになっていない。例えば、以前は 60–70%を占めると考えられていた Be 巨星の割合も、近年では超巨星と同程度だと言われている。また、小質量 X 線連星に至っては、現在知られている 105 天体の内、半分以上の 67 天体のスペクトル型が未同定という状態である。

2020 年代には次世代の X 線望遠鏡により、さらに多くの X 線連星が発見されると予想されている。このような X 線観測の進歩を最大限に生かすためには、TMT のような 30m 級望遠鏡を用いた高分散分光が必要不可欠である。例えば、可視光 ($V > 20$)・近赤外線 ($H > 19$) で分光ができるようになると、これまで伴星が未同定だった小質量 X 線連星のうち、約 80%程度の伴星を同定することが可能となる。これにより、低質量・大質量 X 線連星ともに、その進化段階の詳細が明らかになり、質量輸送機構の解明につなげることができる。

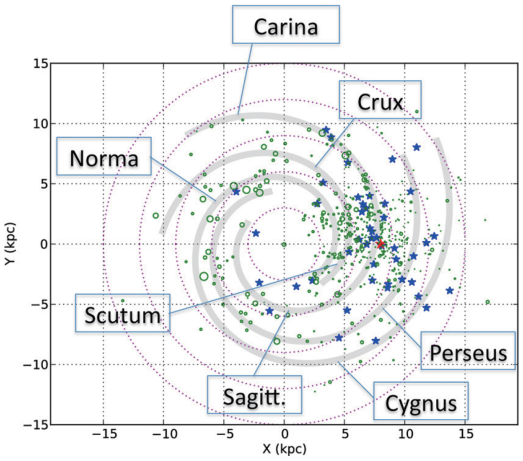


図 3.87: 天の川銀河における大質量 X 線連星系 (filled star (青)、スペクトル型が分かっているもの) と星形成複合体 (open circle (緑)) の分布。[9] より抜粋（掲載許可取得済み）。

近接連星系の軌道要素決定には、食や視線速度が主に用いられてきた。これまでの観測により、超巨星を伴星に持つ大質量 X 線連星の軌道周期は日スケールであること分かっている。一方で、小質量 X 線連星の軌道周期は半日のものが大半を占める。そのため、軌道要素の決定には世界中の可視・近赤外望遠鏡群が連携してリレー観測を行うことが必至である。また、このようなリレー観測は、連星系における変動現象をカバーすることにも威力を発揮する。さらに、昼間でも観測が可能な電波や天文衛星が主力の X 線との同時観測も極めて有効である。

また、従来の手法に加え、2020 年代に可能となる全く新しい可能性として、位置天文衛星の活躍による軌道要素の直接決定が挙げられる。特に、視線速度変化の振幅の小さく、スペクトルが輝線で占められている大質量 X 線連星においては、可視・赤外線では伴星の変動の影響を大きく受けるために視線速度による軌道要素の決定が難しい。これに対して、Gaia や JASMINE といった位置天文衛星によって、精度の高い位置測定がもたらされれば、軌道要素に強い制限を与えることができる。さらに、大質量 X 線連星の多くは楕円軌道をもっており、ブラックホールや中性子星が誕生した時、つまり親星が超新星爆発を起こした時に受けたキックの影響を保持していると考えられている [32]。X 線連星系の軌道を統計的に調査することで、キックの方向、速度に制限がつけられ、重力崩壊型超新星爆発の爆発のメカニズムにも制限が与えられる。

共通外層段階の現象解明に向けた TZO 様天体の探査

連星進化において最大の謎の一つである共通外層段階を理解する鍵は、特殊な赤色超巨星にあると考えられる。大質量星連星の片方が超新星爆発を起こして中性子星となった (X 線連星) 後、一部の連星では伴星の主系列星のほうが進化して赤色超巨星となる。その際、赤色超巨星は中性子星をその内部に取り込み共通外層を形成し、このときに中性子星を内部に含む赤色超巨星が形成される可能性がある (図 3.88)。

こうして形成される天体は、理論的に存在が予測されている Thorne-Zytkow Object (TZO) とよく似ている。TZO とは、赤色超巨星の核にある電子縮退コアが中性子縮退コア (中性子星と同程度の大きさ) に置き換わった理論上の天体である [59]。半径は 10^3 太陽半径程度、表面温度は 2700 K 程度であるので、M 型の赤色超巨星として観測されると考えられる。エンベロープは対流で熱輸送をしており、コアの表面で生成される元素を表面まで運ぶことができる。そのコア表面では通常の赤色超巨星と同様にシェル核燃焼を起こしているが、

コアがコンパクトなため温度が 10^{8-9} K と高い。したがって、通常の赤色超巨星では生成されない元素も生成される。例えば、Rb、Br、Y、Zr、Mo、Nb などが多く生成され表面へと運ばれる [7]。実際、ある赤色超巨星に対して Rb I、Mo I の超過が検出された [29]。

この原理によって、表面の組成から共通外層段階にある連星を直接観測できる可能性がある。中性子星を含む X 線連星から共通外層段階に入った連星は、赤色超巨星が中性子星を取り込んでいるという構造をなしている。そのため、TZO のコア付近で起こるシェル核燃焼が赤色超巨星内部 (中性子星表面) で実現していると考えられる。こうしてできた元素が対流によって表面まで運ばれると、TZO と同様にその元素による吸収線が観測できるはずである。このような元素の吸収線 (Rb I、Y II、Zr I、Mo I など) が観測される天体を詳細に観測することで、共通外層段階の物理の解明につなげることができる。



図 3.88: TZO 様天体の模式図 (©山口 正輝)。中性子星が赤色超巨星の内部に取り込まれている。

2020 年代に実現可能と考えられるのは、この「TZO 様天体」の探査である。そのためには、可能な限り多くの赤色超巨星のサーベイ、そして効率の良い分光をする必要がある。赤色超巨星のサーベイは、TZO 様天体の候補星を増やすために必要であり、それには現在稼働中の Gaia が適している。すばる/PFS のような大口径望遠鏡を用いた広視野多天体分光により、このようなサーベイで発見された候補を一網打尽に分光同定できれば、共通外層段階の理解が飛躍的に進む。複数個の TZO 様天体が同定されれば、その数から共通外層段階にいる期間が推測できる。共通外層段階の期間は、ヘリウム星と中性子星の連星になるまでの期間と関連するため、中性子星合体の頻度を推測する上で極めて重要な量である。

Ia 型超新星親星の解明

Ia 型超新星は、宇宙の距離指標として用いられ、ダークエネルギーの発見をもたらした重要な天体である。Ia 型超新星は白色矮星を含む連星系において、白色矮星がチャンドラセカール限界質量に達することにより起こす爆発であると考えられているが、その伴星が白色矮星なのか (double degenerate モデル)、赤色巨星または主系列星なのか (single degenerate モデル) は不明である。Ia 型超新星の親星進化経路はこれまで、近傍 Ia 型超新星の爆発前の星の探査 [30]、過去の銀河系内 Ia 型超新星の伴星の直接探査 [51; 20; 23]、星形成から爆発までの遅延時間分布 [61]、など複数の手法で研究が進められているが、いまだ明らかになっていない。

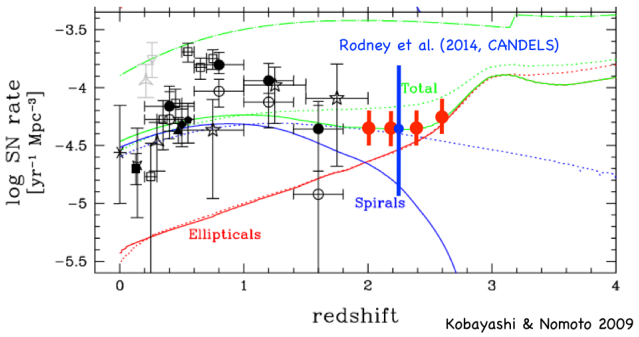


図 3.89: Ia 型超新星の発生頻度。青点が HST/CANDELS による最遠方 ($z = 2.25$) 発生頻度の測定 [50]。広視野近赤外線衛星による 100 平方度のサーベイ観測を行うことで、$z > 2$ において数百の Ia 型超新星が発見され、統計的な誤差は非常に小さくなる ($z = 2.0$–2.6 の 4 点 (赤))[24] (掲載許可取得済み)。

2020 年代の光赤外観測において、進展が期待されるのは、(1) 近赤外線広視野撮像観測による、高赤方偏移 ($z > 1.5$) における Ia 型超新星発生頻度の決定、(2) 極近傍 (距離 < 10 Mpc) 銀河における Ia 型超新星の爆発前の親星システムの同定、(3) および 30 m 級望遠鏡による過去の銀河系内 Ia 型超新星伴星候補天体の同定である。

(1) については、広視野近赤外線衛星によって 100 平方度にわたる深宇宙探査における超新星探査を行うことで、$z \sim 2$ の Ia 型超新星が数百天体検出されることが期待される (図 3.89)。これにより、Ia 型超新星発生の

金属量依存性 [24] が初めて明らかになり、親星システムにおける白色矮星への質量降着の物理がより詳細に明らかになると期待される。一方、(2) については、10 Mpc 以内の近傍銀河で超新星が数年に 1 天体程度発見されるため、それらの銀河に対して、紫外線、可視、近赤外線にわたる広い波長範囲で高空間分解能撮像観測を事前に行っておくことで、Ia 型超新星として爆発した星を同定することができる。特に、白色矮星の伴星を同定するという意味では、広い波長範囲での観測が必要となり、赤外線での観測が重要となる。28 mag (AB 等級) 程度の深さのデータを波長 1–2μm 帯で取得しておくことにより、回帰新星 U Sco タイプ以外の伴星は全て検出可能となり、U Sco タイプであっても 400 kpc 以内であれば検出可能である。(3) については、8 m 級望遠鏡では感度が足りなかった暗い星まで分光観測が可能となり、伴星の証拠をもたらすか、もしくは理論モデルへの制限を強めることが期待される。

連星中性子星合体のマルチメッセンジャー観測

大質量星の連星系のうち、ある割合は連星中性子星へと進化すると考えられている。連星中性子星は重力波を放出して軌道を縮め、最後には合体する。合体の際に放出される重力波は、重力波望遠鏡 (Advanced LIGO, Advanced Virgo, KAGRA) の最も重要なターゲットの 1 つであり、今後切り開かれる新しいサイエンステーマである。実際、2015 年には Advanced LIGO が連星ブラックホール合体からの重力波を直接検出し、重力波天文学がついに幕をあけた。これらの重力波望遠鏡が最終的な目標感度に達すると、約 200 Mpc 以内の連星中性子星合体からも重力波が捉えられると期待されており、その数は 1 年に約 10 イベント程度だと考えられている [1]。しかし、連星進化の理解の不足により、このイベント数には 1–100 イベント yr^{-1} 程度の不定性が残っている。重力波観測によって実際の合体イベントの頻度を測ることができれば、大質量星連星進化の最終段階を押さえることができ、連星進化経路への強い制限となる。

重力波の検出だけでは、重力波源の位置を 100 平方度程度でしか決定できないため、連星中性子星合体の観測研究を切り開くためには、重力波天体が放つ X 線、可視光、赤外線、電波などの電磁波を検出することが必要不可欠である。連星中性子星合体は、合成された r プロセス元素の放射性崩壊エネルギーで電磁波放射をすると考えられており、「kilonova」と呼ばれている (図 3.86)。kilonova の予想される明るさは 200 Mpc で $i = 23 - 25$ mag, $J = 22 - 24$ mag (AB 等級) 程度であり [58]、これを捉えるには、可視光では 4–8 m の広視野望遠鏡、近赤外線では 2 m 級の広視野サーベイ衛星が必要である。さらに、検出された突発天体が連星中性子星合体であると同定するには分光観測が必要であり、これには TMT などの 30 m 級望遠鏡が必要である。

また近年、連星中性子星合体は、r プロセス元素の起源としても注目を集めている (r プロセスに関しては次節を参照)。r プロセス元素は、超新星爆発によって合成されると考えられてきたが、標準的なニュートリノ加熱メカニズムで超新星爆発が起きるとすると、r プロセス元素合成が起きにくいことが分かってきている [64]。一方、連星中性子星合体では、中性子が大量に存在するため、間違いなく r プロセスが起き [65]、もし、1 イベントあたり $10^{-2}\ M_\odot$ の r プロセス元素が放出され、200 Mpc 以内の宇宙で年間 10 イベントの連星中性子合体が起きているとすると ($\sim 10^{-4}$ 回 yr^{-1} galaxy^{-1})、銀河系の r プロセス元素量 ($\sim 10^4\ M_\odot$) を説明できる量となる。これらの量は現在観測的に不定だが、2020 年代の連星中性子星合体の重力波＋電磁波の「マルチメッセンジャー観測」によって、(a) 重力波検出から合体イベントの頻度, (b) 電磁波観測から 1 イベントあたりの元素放出量の両方を計測することで、連星中性子星合体が r プロセス元素の起源となり得るかを観測的に検証することができる。

3.9.5 元素の起源の理解

水素・ヘリウムと少量のリチウムから構成されるビッグバン後の宇宙では、密度揺らぎに起因する重力不安定でガス雲が収縮し初代星が生まれた。その質量分布については、現在活発な理論的研究が行われているが、そのうち約 8 $M_\odot$ 以上の星では、内部で核融合反応が起こり、水素、ヘリウム、炭素、ネオン、酸素、シリコンの各燃焼段階を経て、より重い元素が合成される。これらの星内部で合成された元素は初代超新星として星間空間に放出され、周囲の水素・ヘリウムと混合し、次世代の星の原料となる。宇宙初期に形成された星であっ

ても星形成時の質量が太陽の 0.8 倍以下であれば、その寿命は宇宙年齢より長くなる。これら低質量星は、金属量の少ない星 (金属欠乏星) として現在の宇宙で実際に観測されており、宇宙初期の化学進化を今に伝える天体として貴重な研究対象となっている (初代星超新星の直接観測に関しては「初代天体と再電離」の章 §3.4、銀河間物質を使った検証に関しては「銀河進化と構造形成」の章 §3.5 を参照のこと)。

鉄族元素より重い元素は主に中性子捕獲反応で合成され、中性子捕獲元素と呼ばれている。中性子捕獲過程には s プロセスと呼ばれる中性子照射が β 崩壊よりもゆっくり起こる過程と r プロセスと呼ばれる中性子照射が β 崩壊よりも早く起こる過程の二通りのプロセスが考えられている。このうち、バリウムや鉛の起源である s プロセスは恒星内部で起こることが知られている。s プロセスで必要な中性子源には $^{13}\mathrm{C}(\alpha,n)^{16}\mathrm{O}$ と $^{22}\mathrm{Ne}(\alpha,n)^{25}\mathrm{Mg}$ の二つの反応があり、前者は主に中小質量で、後者はより重い AGB 星や大質量星で起こると考えられている。しかし、このどちらの反応でも星のモデルに対する依存性が無視できず、最終的に星間空間に放出される s プロセス元素の量には大きな不定性がある。金や銀などの r プロセス元素の起源に関しても、前節の通り決着がついていない。

また、様々な質量放出や爆発現象によって恒星から放出された重元素の一部はダストに凝縮する。ダストは、その表面上での水素分子形成やそれ自身の熱放射を通して星間ガスを効率良く冷却するため、次世代星の形成に重大な影響を与える。特に、赤方偏移が 5 を越える宇宙初期では、中小質量星が進化してダストを供給するまでの十分な時間がないため、超新星爆発でのダスト形成が重要となるが、超新星爆発でのダスト形成に関しては多くの未解決問題が残されている。

本節では、宇宙における元素とダストの起源を解明するために 2020 年代に推進すべき、超新星爆発の爆発メカニズム、超新星爆発におけるダスト形成、第一世代星の探査および金属欠乏星・宇宙化学進化に関するサイエンスケースを提案する。

超新星爆発メカニズムの解明

これまで 50 年以上にわたって、重力崩壊型超新星の数値シミュレーションでは爆発を再現することができなかったが、近年この状況は大きく変わりつつある。多次元のニュートリノ輸送や対流の効果を取り入れた最新のシミュレーションでは、観測されている重力崩壊型超新星に比べると爆発のエネルギーは少し小さいものの、衝撃波が外側へ進み続けることが確認されている [56]。2020 年代には重力崩壊型超新星の第一原理計算と実際の観測を直接比較することが可能になると考えられる。重力崩壊型超新星においては、爆発の非球対称性が本質的に重要であると考えられており、超新星爆発の爆発形状を引き出すような観測が特に重要となる。

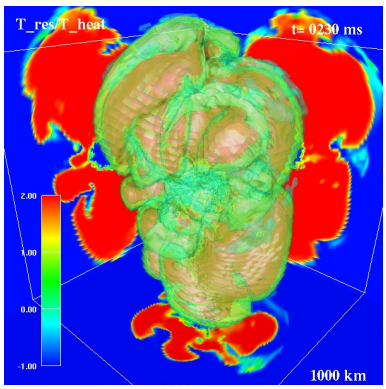


図 3.90:　超新星爆発の三次元シミュレーション [56]（掲載許可取得済み)。

爆発形状を観測する手段としては、(1) 超新星爆発から一年程度経過した時期の分光観測、(2) 偏光分光観測、(3) 近傍超新星爆発や超新星残骸の高空間分解観測、が考えられる。これらの観測研究は 2010 年代にも行われてきたが (それぞれ、1: 数 10 例程度、2: 10 例程度、3:数例程度)、TMT のような 30 m 級望遠鏡の集光力を生かすことでより暗いサンプルまで観測が可能となる。また、遠方の超新星爆発を用いた赤方偏移進化や本質的に暗い超新星爆発を用いて、その元素組成分布や爆発形状と超新星の明るさの関係に制限を付けることもできる。さらに TMT では、AO を用いた高空間分解能観測や、現在の 8 m 級望遠鏡では困難な近赤外線を用いた観測も可能となり、より詳細な爆発形状の観測が可能となる。

以上のような集光力を要求される観測のほかに、明るさが時間的に変化する超新星爆発の研究には、様々な口径の望遠鏡を用いた、爆発直後からの継続的な観測も必要不可欠である。1 m 級望遠鏡での超新星探査、爆発後一ヶ月から半年以内の 2 m、4 m 望遠鏡による撮像・分光追観測、爆発一年後から数年後までの 8 m、30 m 望遠鏡による撮像・分光追観測、と発見直後から数年後までをカバーすることにより、シミュレーションから

予言される光度曲線の進化と元素組成分布とを観測から検証することが可能になる。そのためには、超新星爆発発見直後の ToO 観測に対応できる多数の 4 m 以下の望遠鏡が必要であり、それらの望遠鏡の占有性、機動性が求められる。

超新星爆発時におけるダスト形成

重力崩壊型超新星は、AGB 星とともに星間ダストの主要な供給源であり、特に宇宙初期では支配的な役割を果たしていたと考えられる。超新星では、爆発時に放出された重元素ガスが、膨張による温度の減少に伴い爆発後数 100 日から固体のダスト微粒子へと凝縮する。ダスト形成の理論モデル計算は、1 回の超新星あたり 0.1 から 1 $M_\odot$ のダストが形成されると予想しており [60; 38]、また銀河のダスト化学進化計算からも宇宙初期のダスト量を説明する上では、0.1 $M_\odot$ 以上のダストが超新星から供給される必要があることが示されている [11]。

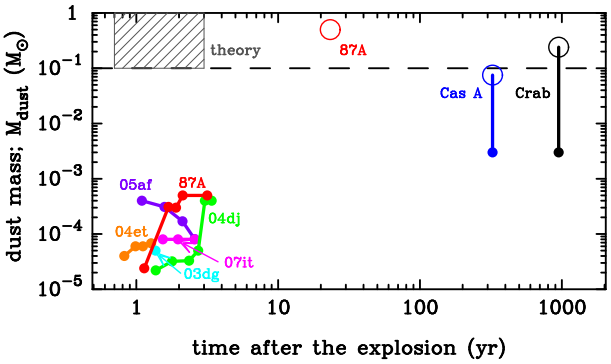


図 3.91: 重力崩壊型超新星の爆発後の時間に対する赤外線観測から見積もられたダスト形成量。中間赤外線の観測から得られたものは黒丸、遠赤外線の観測からのものは白丸で示される。斜線の領域は、ダスト形成の理論モデル計算からの予測 (©野沢 貴也)。

これらの理論的研究と並行して、赤外天文衛星 Spitzer や「あかり」によって近傍銀河で発生した重力崩壊型超新星の後期観測、及び銀河系内の若い超新星残骸の観測が精力的に行われてきた。その結果、10 天体ほどに対して爆発時の放出ガス中で凝縮したであろうダストからの熱放射が捉えられたが、見積もられたダスト形成量は 10^{-5} から 10^{-3} $M_\odot$ であり [25; 35]、宇宙初期のダスト量を説明する上で大幅に足りなかった。この少ないダスト形成量はしばらくの間大問題とされてきたが、その後の Herschel を用いた遠赤外線の観測により、Cassiopeia A, Crab nebula, SN 1987A の若い超新星残骸中で 0.1 $M_\odot$ 程度の低温ダストの存在が明らかとなり [5; 14; 33]、超新星は実際に大量のダストの生成工場であることが示された。特に SN 1987A については、ALMA による高空間分解能のサブミリメータ観測によって、およそ 0.5 $M_\odot$ のダストからの熱放射が空間的に分解され、爆発時に放出された重元素に富んだガス中でこれらのダストが形成されたことを確定づけた [21]。

これらの進展にも関わらず、超新星でのダスト形成には多くの課題が残されている。まず第一に、上で示したように爆発後数年の中間赤外線から見積もれらたダスト量と若い超新星残骸の遠赤外線からのダスト量は数桁も異なっており、この差についての本質的な説明はなされていない。すなわち、0.1 $M_\odot$ 程度のダストが実際に爆発後数年で形成されるのか（大きな光学的厚みの効果やダスト温度の減少の結果として、中間赤外線ではダスト量を過小評価している可能性がある）、または 10^{-3} $M_\odot$ 程度のダストが 10 年以上のタイムスケールに渡って形成し続けながら 0.1 $M_\odot$ まで到達するのかは、依然として論争中である。また、形成されるダストの組成 · サイズについても観測からはほとんど制限されていない。超新星で形成されたダストは、その後超新星内部を伝搬する逆行衝撃波によってその一部が破壊されると期待されるが [39]、ダストの破壊効率はダストの組成やサイズ分布に依存する。それゆえ、どれほどの量のダストが生き残って星間空間に放出されるかを明らかにするためには、ダストの組成やサイズ分布の情報が不可欠である（形成されるダストのサイズの理論的な考察については「星間物質」の章 §3.8 を参照）。

形成されるダストの組成については、星間ダストの主要成分であるシリケイト質と炭素質ダストの量比を決定すべきである。このためには、ダスト熱放射の連続光とともに 10 μm と 18 μm にあるシリケイトに特有なフィーチャーを捉えることが重要であり、中間赤外線での低分散分光が必要とされる。ダストのサイズの情報は、ダストによる超新星放射の減光量の波長依存性から抽出しなければならず、それゆえ紫外可視光から近赤外線での分光観測が要求される。またダストの形成時期を特定するためには、爆発後 3 年から 10 年程度までの長期観測が必須であるが、超新星が 5 Mpc のごく近傍で起こったとしても、現在の観測機器では爆発後 3 年

程度までしかフォローできない。超新星は時間に対して指数関数的に暗くなることを踏まえると、爆発後 10 年までフォローアップするには、可視域で 1–10 nJy の感度が必要となる。また、0.1 $M_\odot$ かつ 50 K の温度（及び 10^{-4} $M_\odot$ かつ 150 K）のダストから熱放射を検出するためには、5–100 μm の波長に渡り 0.01 mJy の感度が要求され、これは SPICA によって実現される [57]。

第一世代星の探査および金属欠乏星の起源の解明

第一世代星の探査はこれまでにも精力的に行われてきたが、確実な存在の証拠は得られていない。宇宙年齢と同程度の寿命を持つ第一世代星が実際に誕生し、かつ近傍宇宙において観測可能かどうかという点でも答えはまだ出ていない。一方、第一世代星の候補天体とも言える、金属量が極めて少ない ([Fe/H] ≤ -5) 星は現在までに 5 つほど発見されており（図 3.92)、これらの天体のうち 4 つが恒星表面で大きな炭素過剰を示していることが知られている (Carbon-Enhanced Metal-Poor stars、以下 CEMP 星)。これらの星の起源として、進化した中小質量星 (AGB 星) との連星間質量輸送 [53]、第一世代星の特異な超新星爆発 [62]、高速回転している大質量星 [36] などが提案されているが、どのシナリオが正しいのか決着がついていない。

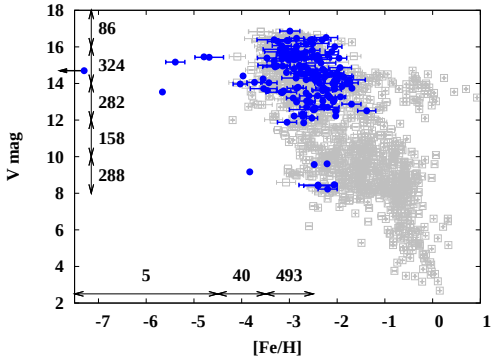


図 3.92: 銀河系内で観測された金属欠乏星の鉄組成と見かけの等級 (©須田 拓馬、SAGA データベース [54] を利用)。filled circle（青）は炭素過剰星を、open square（灰）は炭素過剰が確認されていない星を表す。内側の数字は金属量幅、等級幅にある星の個数を表す。

超金属欠乏星（表面の鉄組成が太陽の数百分の一以下である星）は宇宙初期における星形成の観点からも注目を集めており、現在まで残存する低質量な第一世代星が形成可能かどうかという論争が長く続いている。星形成のシミュレーションでは、第一世代星の典型的な質量は $1M_\odot$ 程度から $1000M_\odot$ 以上までにわたっており [17; 19]、確立された理論はまだ無い。観測的には、これまで $100M_\odot$ を超える星の起こした超新星爆発 (電子対生成型超新星または巨大質量星の重力崩壊型超新星) による元素合成の兆候はないと言われてきたが、2014 年に SEGUE, Subaru/HDS によって初めてその影響を示唆する観測結果が得られ [3]、今後の金属欠乏星探査観測によってその初期質量関数に制限が与えられるだろう。また、周囲の大質量星からの輻射による影響や星形成過程における特殊な条件などで低質量星が誕生する可能性も指摘されており [55]、今後も研究の進展が期待される。一方、低質量星形成の条件として、鉄だけで無く CNO も含めた重元素量を考慮する必要性について議論されるようになり、宇宙初期のダスト形成に関連した研究などが活発に行われている [8]。

これまでの金属欠乏星探査の結果、最も鉄組成の少ない星だけでなく、超金属欠乏星は炭素過剰を示す星の割合が大きく、金属量が少ないほどその割合が大きくなる傾向にある。([67]、図 3.92)。また、炭素過剰な金属欠乏星 (CEMP 星）は少なくとも二種類に分類できることが知られている。一つは、s プロセス元素（主に Ba）の増大を示す星 (CEMP-s 星) であり、もう一つは Ba の増大が見られない星 (CEMP-no 星) である [6]。CEMP-s 星は、AGB 星からの連星間質量輸送によって組成変動を受けたと考えられているが、CEMP-no 星の起源についてはまだ共通の理解には至っていない。

CEMP-no 星の起源は、宇宙初期における連星形成・進化に関する重要な問題提起を含んでいる。CEMP-s 星と CEMP-no 星の比率が金属量が小さくなるほど小さくなり、特に [Fe/H] ≤ -3.5 では CEMP-no 星が支配的となる [2]。もし、CEMP-no 星が連星間質量輸送以外に起因する (超新星爆発での元素合成など) のであれば、なぜ低金属量領域で連星間質量輸送を起こすチャンネルが消失しているのかを説明しなくてはならない。逆に、CEMP-no 星が連星間質量輸送に起因するのであれば、低金属量領域の AGB 星において s プロセス、あ

るいは質量放出に何らかの違いが生じていることになる。また、CEMP-no 星の割合が変化する金属量はどのような物理的意味を持つかについても説明がなされなければならないであろう。

特異な元素組成を持つ金属欠乏星の起源についても未解明の問題が残っている。例えば、主系列段階にいる星において Li の表面組成が、金属量が小さいほど減少する傾向が見られる。これは、低質量星の表面では一定値を取るものと考えられてきた従来の見解に変更をもたらすものであり、ビッグバン元素合成による理論予測との乖離をますます大きくしている。また、Mg や Ca といった α-元素の組成が他の平均的な金属欠乏星とは大きく異なる星の存在や、低金属量領域で Sr と Ba の元素組成比が大きくなる傾向、Eu といった r プロセス元素のばらつきが 3 桁以上に亘っていることなど、星形成、恒星進化、元素合成について様々な角度からの検討が必要である。

このように、宇宙初期に誕生した星では元素合成が通常の種族 I、II 星とは大きく異なっている可能性がある。このことは、観測データの積み重ねによって明らかになったものであり、今後もさらなる観測の蓄積が必要である。これまでの観測からは、金属量の小さい星ほど暗いということが明らかであり (図 3.92)、[Fe/H] ≤ -4 の金属量を持つ星の発見には、$V \sim 16$ mag より深いサーベイ観測が必要と考えられる。現状では、SDSS-SEGUE、LAMOST (近い将来ではすばる/PFS) といった装置で $R \leq 5000$ で多数の星のスペクトルを取得することが可能だが、2020 年代には 18 mag よりも暗い天体を追観測できる高分散分光が必要となるであろう。これを可能とするには、TMT に高分散分光装置を搭載するのが現実的な手段であると思われる。また、超金属欠乏星は近傍矮小銀河にも存在することが確認され、これらの星の元素組成を調べることは銀河系形成と化学進化との関連を議論するうえで重要であると認識されている（「銀河系・局所銀河群」の章 §3.6 を参照)。

表 3.11: 必要とする望遠鏡、装置のまとめ

テーマ	望遠鏡 (波長)	観測の詳細、必要な装置の性能
	質量放出の理解 §3.9.3	
恒星風速度場の決定	30m 地上望遠鏡	高空間分解能 (< 20mas)、高分散分光 ($R \geq 10^4$)
	地上長基線 (>100 m) 干渉計	高空間分解能 (< 5mas)、高分散分光 ($R \geq 10^4$)
ダスト流速の決定	30m 地上望遠鏡	高分散 ($R \sim 10^{5-6}$) 偏光分光
星周殻ガス・ダスト同時観測	>10m 地上望遠鏡	広視野 (数十秒角) 面分光 ($R \sim 1000$)
超新星親星の質量放出	8m 地上望遠鏡	広視野撮像モニタリング
	連星進化の理解 §3.9.4	
X 線連星系の伴星同定と軌道要素の決定	8m 地上望遠鏡	高分散分光 ($R \sim 10{,}000$)
		リレー観測
	位置天文衛星	astrometry
TZO 様天体の探査	8m 地上望遠鏡	広視野多天体分光 ($R \sim 3000$)
Ia 型超新星親星の解明	広視野赤外線衛星	広視野撮像 (突発天体探査)
	30m 地上望遠鏡	中分散分光 ($R > 10{,}000$)
連星中性子星合体の同定	8m 地上望遠鏡	広視野撮像 (突発天体探査)
	広視野赤外線衛星	広視野撮像 (突発天体探査)
	30m 地上望遠鏡	低分散分光 ($R \sim 1000$)
	元素の起源の理解 §3.9.5	
超新星爆発メカニズムの解明	1m 地上望遠鏡	広視野撮像 (突発天体探査)
	8m 地上望遠鏡	低分散分光 ($R \sim 1000$)
	30m 地上望遠鏡	高空間分解撮像、低分散分光
超新星爆発ダスト観測	30m 地上望遠鏡	低分散分光 ($R \sim 1000$)
	近赤外線衛星	近赤外撮像、低分散分光 ($R \sim 1000$)
	中間・遠赤外線衛星	撮像、低分散分光 ($R \sim 20$)
第一世代星の探査	30m 地上望遠鏡	高分散分光 ($R \sim 60{,}000$)
	2–8m 地上望遠鏡	多天体高分散分光 ($R \sim 5000 - 30000$)

3.9.6　班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
青木 和光	国立天文台	(銀河系・局所銀河群班)
板 由房	東北大学	§3.9.2, §3.9.3
植田 稔也	University of Denver	§3.9.2, §3.9.3
大仲 圭一	Universidad Católica del Norte	§3.9.2, §3.9.3
左近 樹	東京大学	(星間物質班)
須田 拓馬	東京大学	§3.9.5
田中 雅臣 (班長)	国立天文台	§3.9.2, §3.9.4
冨永 望	甲南大学	§3.9.2, §3.9.5
野沢 貴也	国立天文台	§3.9.5
橋本 修 (編集委員)	ぐんま天文台	§3.9.2
松永 典之	東京大学	§3.9.2
森谷 友由希	東京大学	§3.9.4
守屋 尭	国立天文台	§3.9.3
諸隈 智貴	東京大学	§3.9.4
山口 正輝	東京大学	§3.9.4

参考文献

[1] Abadie, J., et al. 2010, CQGra, 27, 173001
[2] Aoki, W. et al. 2007, ApJ, 655, 492
[3] Aoki, W. et al. 2014, Science, 345, 912
[4] Bacon, R., et al. 2014, Messenger, 157, 13
[5] Barlow, M. J., et al. 2011, A&A, 518, 138
[6] Beers, T. C., & Christlieb, N. 2005, ARAA, 43, 531
[7] Biehle, G. T. 1994, ApJ, 420, 364
[8] Chiaki, G. et al. 2015, MNRAS, 446, 2659
[9] Coleiro, A. & Chaty, S., 2013, ApJ, 764, 185
[10] Duquennoy, A. & Mayor, M., 1991, A&A, 248, 485
[11] Dwek, E., et al. 2007, ApJ, 662, 927
[12] Gail, H.-P., et al. 1984, A&A, 133, 320
[13] Gal-Yam, A., & Leonard, D. C., 2009, Nature, 458, 865
[14] Gomez, H. L., et al. 2012, ApJ, 760, 96
[15] Habing, H. J., & Olofsson, H. 2003, Asymptotic giant branch stars, Astronomy and astrophysics library, New York, Berlin: Springer
[16] Harper, G. M., et al. 2001, ApJ, 551, 1073
[17] Hirano, S., et al. 2014, ApJ, 781, 60
[18] Höfner, S. 2012, Nature, 484, 172
[19] Hosokawa, T., et al. 2011, Science, 334, 1250
[20] Ihara, Y., et al. 2007, PASJ, 59, 811
[21] Indebetouw, R., et al. 2014, ApJ, 782, L2
[22] Kervella, P., et al. 2009, A&A, 504, 115
[23] Kerzendorf, W. E., et al. 2013, ApJ, 774, 99
[24] Kobayashi, C., & Nomoto, K., 2009, ApJ, 707, 1466
[25] Kotak, R., et al. 2009, ApJ, 704, 306
[26] Krüger, D., et al. 1994, A&A, 290, 573

[27] Kwok, S. 1975, ApJ, 198, 583
[28] Langer, N., 2012, ARA&A, 50, 107
[29] Levesque, E. M., et al. 2014, MNRAS, 443, L94
[30] Li, W., et al. 2011, Nature, 480, 348
[31] Lopez, B., et al. 2014, Messenger, 157, 5
[32] Martin, R. G., et al. 2010, MNRAS, 401, 1514
[33] Matsuura, M., et al. 2011, Science, 333, 1258
[34] McBride, V. A., et al. 2010, MNRAS, 403, 709
[35] Meikle, W. P. S., et al. 2011, ApJ, 732, 109
[36] Meynet, G., et al. 2006, A&A, 447, 623
[37] Meynet, G., et al. 2015, A&A, 575, 60
[38] Nozawa, T., et al. 2003, ApJ, 598, 785
[39] Nozawa, T., et al. 2007, ApJ, 666, 955
[40] Ofek, E. O., et al. 2013, Nature, 494, 65
[41] Ohnaka, K., et al. 2011, A&A, 529, A163
[42] Ohnaka, K. 2013, EAS Pub. Ser. Vol. 60, p.121
[43] Ohnaka, K., et al. 2013, A&A, 555, A24
[44] Ohnaka, K. 2014, A&A, 561, A47
[45] Ohnaka, K., et al. 2015, A&A, 581, A127
[46] Pastorello, A., et al. 2007, Nature, 447, 829
[47] Perryman, M. A. C., et al. 2001, A&A, 369, 339
[48] Portegies Zwart S. F., 1995, A&A, 296, 691
[49] Ramstedt, S., et al. 2014, A&A, 570, L14
[50] Rodney, S., et al. 2014 AJ, 148, 13
[51] Ruiz-Rapuente, P., et al. 2004, Nature, 431, 1069
[52] Sana, H., et al. 2012, Science, 337, 444
[53] Suda, T., et al. 2004, ApJ, 611, 476
[54] Suda, T., et al. 2008, PASJ, 60, 1159
[55] Susa, H., et al. 2014, ApJ, 792, 32
[56] Takiwaki, T., et al. 2014, ApJ, 786, 83
[57] Tanaka, M., et al. 2012, ApJ, 749, 173
[58] Tanaka, M., & Hotokezaka, K., 2013, ApJ, 775, 113
[59] Thorne, K. S. & Żytkow, A. N. 1975, ApJ, 199, L19
[60] Todini, P., & Ferrara, A., 2001, MNRAS, 325, 726
[61] Totani, T., et al. 2008, 60, 1327
[62] Umeda, H., & Nomoto, K. 2003, Nature, 422, 871
[63] Van Dyk, S. D., et al. 2000, PASP, 112, 1532
[64] Wanajo, S., 2013, ApJ, 770, L22
[65] Wanajo, S., et al. 2014, ApJ, 789, L39
[66] Williams, B. F., et al. 2014 MNRAS, 443, 2499
[67] Yong, D. et al. 2013, ApJ, 767, 27
[68] Yoon, S.-C., & Cantiello, M., 2010, ApJ, 717, L62
[69] Yoshida, M., et al. 2011, PASJ, 63, S493

3.10　星惑星系形成

3.10.1　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

星の生成は、銀河進化および宇宙の化学進化を駆動する基本的な過程である。そして現在の宇宙では、少なくとも銀河系の太陽近傍において、多くの星の周りで惑星系が誕生したことが分かっている。惑星の質量・軌道や化学組成は、金属量や輻射場といった星形成環境の影響を受けるはずであり、一方で生命の発生という現象にも少なからず関連するだろう。様々な環境における広い質量範囲の星形成過程を明らかにすること、および、惑星形成の過程を理解するとともに、太陽系を始めとする惑星系の多様性の起源に迫ることは、天文学における最重要課題の一つである。2020 年代には、地上 30 m 級望遠鏡および大型スペース赤外線望遠鏡の登場により、それらの課題に本格的に取り組むことが、いよいよ可能になると期待される。

1 個々の星および超低質量天体の、生成過程およびメカニズムの解明
低質量星に比べて生成過程・メカニズムの理解が遅れているのが、大質量星と、褐色矮星および惑星質量天体（浮遊惑星）である。若い大質量星、およびその周辺環境の観測においては、距離が遠くかつ混み合った領域を空間的に分解しなければならず、超大口径望遠鏡を用いた近・中間赤外線での撮像・分光（中分散以上）が必要となる。褐色矮星や惑星質量天体については、特にスペース高感度赤外線望遠鏡により、超低質量分子コアについて近赤外から遠赤外域の放射分布 (SED) を観測し、それぞれのコアの中での超低質量天体の進化段階を推定することが重要となるだろう。

2 集団星生成の性質（IMF など）の解明
IMF の理解は、宇宙の星生成史や金属汚染史を研究するにあたって重要であり、また、超低質量星の形成メカニズムとも密接に関連する。2020 年代に精力的に進めるべき課題として、IMF の環境依存性の解明が挙げられる。低金属量環境や大規模連鎖星形成領域の IMF を測定し、また、大質量星の強烈な紫外線環境や星風が IMF に及ぼす影響を理解することが重要となる。銀河系の外縁部や近傍銀河の星形成領域において個々の星を近赤外で測光・分光し、ピークとなる質量範囲を含めて IMF を得るにあたっては、高い空間分解能と感度を持つ超大口径望遠鏡が大きな役割を果たすだろう。また、地上・スペースの大口径望遠鏡による多天体分光も、個々の星の質量を精度良く決められるという点で大変有用である。

3 惑星系形成メカニズムおよび形成過程の解明
若い星を対象とした観測研究で特に重要になると考えられるのが、多くの惑星やハビタブルゾーンを含むであろう原始惑星系円盤の内側領域（$\lesssim$10 AU）、および誕生直後の惑星の観測的理解である。より具体的には、ダスト成長・地球型惑星への水供給に大きく影響する雪線（スノーライン）や、原始惑星のガス降着による成長と衛星形成などが主要課題として挙げられる。また、有機分子の空間分布と生命起源分子種との関連の議論も重要である。これらの課題に取り組むには、超大口径望遠鏡を用い、高い解像度 (10 ミリ秒角) とコントラスト（10^{-8}）で惑星形成の現場（$\lesssim$10 AU）を直接観測することが鍵となる。撮像だけでなく、高分散分光で速度プロファイルから空間分布を得る手法も有効である。同時に、中・遠赤外域で高い感度を持つスペース望遠鏡により、これまでほぼ未検出のラインやバンド（HD 分子、氷など）を使った新たな惑星形成研究の展開が期待される。一方、系外惑星系の進化のほぼ終状態から形成・進化過程を探るアプローチも決定的に重要である。系外惑星の発見数は候補も含め 5000 個を超えているが、いまだ個々の「惑星」に関する統計的議論にとどまっている。2020 年代には惑星系の内側から外側、そして小型惑星から巨大惑星までを網羅した「惑星系」について統計量を調べていくことが重要となる。視線速度法、トランジット法、マイクロレンズ法、直接撮像法に加え、アストロメトリ法により、検出可能な軌道パラメータの拡大が望まれる。

3.10.2 今後の方向性

理解の概略

星および惑星は、人類の歴史上もっとも古くから観測されてきた天体である。ただし、生成後長い時間が経過している夜空の多くの星や、われわれの太陽系内の惑星を観測するだけでは、これらの天体の生成過程や物理メカニズム、化学進化などを理解することはできない。これらの理解を進めるためには、生成中および生成直後の星、系外惑星系、そしてその生成の母体となる原始惑星系円盤の観測が不可欠である。

生成中の星、惑星、原始惑星系円盤の温度や、星惑星形成領域のダストの減光を考慮すると、これらの天体の観測は可視光よりも赤外線が適することが多い。また、星や惑星の材料となる冷たいガスやダストの観測は、ミリ波・サブミリ波での観測がもっとも適する。このことから、星惑星系形成の理解は電波や赤外波長域の観測技術の進歩とともに歩んできた。

図 3.93 は、低質量星（0.1–2 $M_{\odot}$）およびそのまわりの惑星系形成のプロセスをおおまかに説明したものである。星は、ガスとダストからなる分子雲の重力収縮により「分子雲コア」とよばれる状態を経て生まれる。分子雲コアの中心では、ガスの回転運動や磁場の効果などにより、コアが非等方に収縮し、降着円盤が形成される。この円盤からの降着により、原始星が成長していく。多くの原始星にはジェットや双極分子流が付随する。これらのフローは、降着円盤から角運動量を抜き質量降着を進める上で重要な役割を果たしている可能性がある。

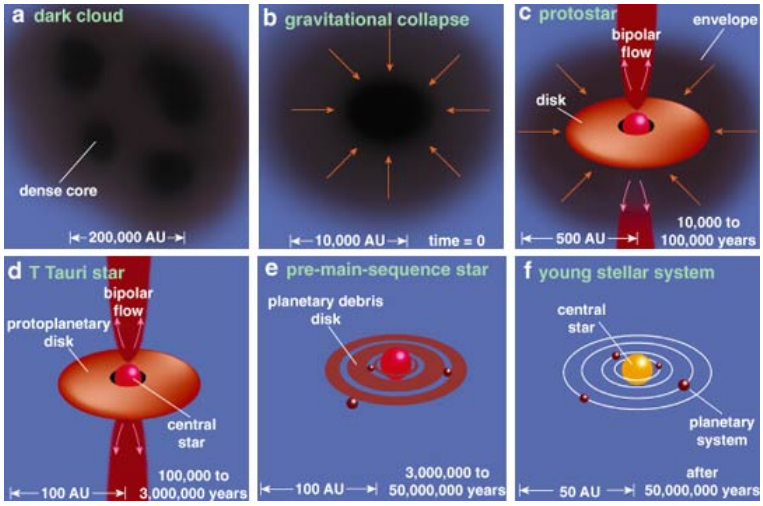


図 3.93: 低質量星生成およびそのまわりの惑星系形成の概要 [32]（掲載許可取得済み）。

この降着円盤こそが、惑星のゆりかごである原始惑星系円盤の初期の姿でもある。すばる望遠鏡による原始惑星系円盤の撮像例を図 3.94 に示す。低質量星まわりの原始惑星系円盤は、星がほぼ最終質量に達した後も数百万年程度の間観測される。木星のようなガス惑星は、原始星の成長中または前主系列段階で始まりこの期間内に生成されると考えられている。生成のシナリオとしては、ダスト同士の衝突によるダスト成長からはじまり、岩石や微惑星の集積、重力によるガス降着を経る「コア集積仮説」（「京都モデル [38]」）が長年支持されてきた。一方でガス円盤の重力収縮により、ダスト成長や岩石コア集積を経ずにガス惑星を形成する重力不安定生成仮説が提案され、コア集積モデルとともに検討されている。

地球型惑星は、原始惑星系円盤の消失後も数億年かけて成長すると考えられている。生命系の誕生および進化については、地球の外のことについてはよくわかっていない。ただし、彗星から採取した物質からアミノ酸が発見され、生命の起源となる有機高分子が星間空間または原始惑星系円盤の中でも生成される可能性を示唆している。

では、2020 年代の惑星系形成の研究は何を目標とすべきだろうか？ どのような観測研究が有効だろうか？ 本節では、光赤外線観測の立場から、星・惑星形成の研究にどのような発展が期待されるのかを具体的に述べていきたい。

2020 年代の研究課題：星生成

分子雲から太陽程度の質量の星（低質量星）が生成する過程は、これまでの研究で、おおまかではあるが明らかにされている。しかし大質量星については、低質量星生成のパラダイムである円盤降着をそのまま適用で

きるかが定かでない。一方で、水素核燃焼を起こすには質量が不十分な天体（褐色矮星、浮遊惑星）が多数発見されてきた。これらの天体の質量がなぜ非常に小さいのか、その物理的原因もよくわかっていない。以上をふまえ、2020 年代には個々の天体が生成される物理過程の理解をさらに進めたい。これらの研究提案を 3.10.3 節にまとめる。

また、星の集団の生成についても未解決の諸問題がある。それぞれの星生成領域で、どこまで低質量の星が生成されうるのか。その質量関数は星生成条件によりどのように異なるのか。これらの基礎理解は、遠方銀河の星生成や宇宙の金属汚染史の研究にも有用な情報を与える。また、赤外暗黒星雲と呼ばれるものが近年多数発見されてきたが、そこでの星生成もよく理解されていない。これらの研究の展望を 3.10.4 節にまとめる。

なお、個々の低質量星生成についても、その物理過程の諸問題が解決しているわけではないことを、ここで強調したい。ただし、2020 年代の光赤外天文学によりふさわしい、あるいはその時点の観測技術でより有効な観測アプローチがあるかということを考慮し、ここでは上記のテーマに議論を絞る。

2020 年代の研究課題：惑星系形成および生命系形成

惑星系形成分野の目標は、惑星の形成メカニズムの解明および 生命系誕生の初期条件の解明である。前者の研究は大まかに (1) 形成の初期条件（つまり原始惑星系円盤の物理・化学状態）の解明と、(2) 形成過程および形成メカニズムのより直接的な検証の 2 つに分かれる。後者の研究アプローチはおおまかに (1) 原始惑星系円盤内バイオマーカーの探査と、(2) 星近傍の惑星への水の供給過程の解明 とに分かれる。

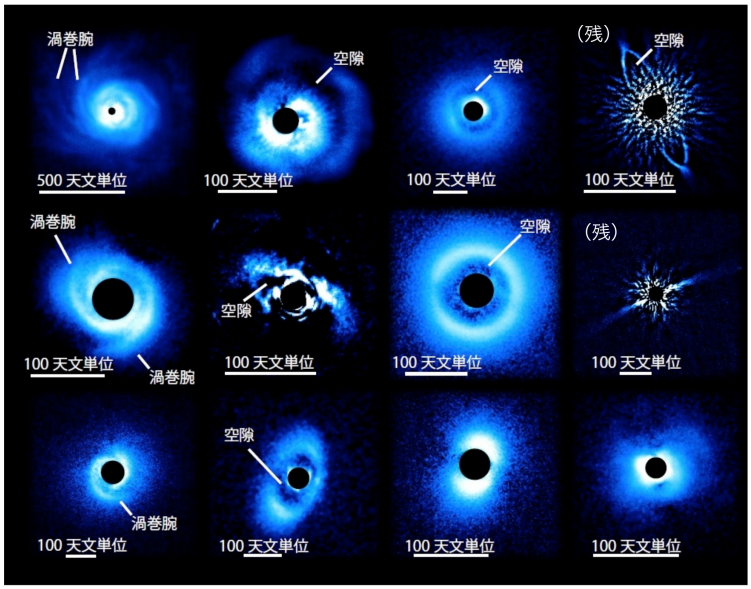


図 3.94: すばる望遠鏡 HiCIAO による原始惑星系円盤および残骸円盤の撮像例。（残）と示してあるものが残骸円盤、他が原始惑星系円盤。多様な構造は、惑星系の成長および進化によるものではないかと考えられる [2]。

特に惑星系形成については、上記に述べたコア集積モデル、重力不安定モデルはあくまで仮説であることを強調したい。理論的にはどちらのモデルも問題があり、惑星系を容易に成長および維持させることができない。このため、異なる成長過程の惑星系形成を観測しモデルと比較したり、正しいモデル計算を行うため原始惑星系円盤の初期物理・化学状態を詳細に理解したりすることが、惑星系形成の理解に向けた大きなステップとなる。

より具体的な研究対象は、原始惑星系円盤の力学構造、ダスト成長や組成、ガスの化学組成、これらの分布や、また惑星そのものなど多岐にわたる。これらに関連する研究提案を時系列に分け、惑星系形成の初期条件および初期進化（3.10.5 節）、ガス惑星の形成から原始惑星系円盤の消失まで（3.10.6 節）、そして地球型惑星形成期以後（3.10.7 節）の順に述べる。また、3.10.8 節では、惑星分布の（ほぼ）終状態に基づく惑星「系」形成論の研究をまとめる。最後に 3.10.9 節では、生命系初期成長の手がかりとなる可能性のある、原始惑星系円盤内の有機高分子の成長についての研究提案を述べる。

3.10.3 個々の星の誕生過程および質量決定

大質量星

大質量星の誕生メカニズムはまだ解明されていない。それはこれまでの観測の困難さによる。大質量星は小質量星と比べて非常に稀な存在である上に進化のタイムスケールが短いため、その進化の初期の段階を観測できる太陽系近傍の天体が少ない。進化のタイムスケールが短いので、その形成段階において形成母体となった分子雲コアに深く埋もれており、中間赤外線よりも長い波長でようやくその姿を現すことが多い。また、大質量星は主に集団的星形成によって形成されるので他の星と混み合った環境にいるケースが多い。すなわち観測波長が長いことが望まれる一方、高い空間分解能も必要になる。

現在、有力な大質量星形成モデルは二つある。Core accretion モデルと competitive accretion モデルである [94]。Core accretion モデルは、一言で言うと、大質量星も小質量星と同じように形成されるというものである。このモデルでは星周円盤の存在が必須である。いくつかの大質量原始星には星周円盤が検出されているが、全ての大質量原始星に円盤が付随しているかどうか、あるいは星からの輻射圧や星風に逆らって、円盤から星への降着が進んでいるかどうかは不明である。より早い進化段階、すなわち大質量原始星の母体となる分子雲の分裂および分子コアの生成については、いかに小さな分子雲コアに分裂させないかが理論的な課題である。

Competitive accretion モデルの場合、母体となる大質量分子雲の中に多くの小質量コアが最初に作られる。母体となる分子雲全体が重力収縮し、ガスは重力ポテンシャルの中心へと降り注ぐ。そのガスの流れによってそれぞれのコアが質量を獲得する。母体分子雲中心 (つまり重力ポテンシャル中心) ではガス密度が高いのでコアは大質量星に成長する。このモデルでは星団の中心付近に大質量星が形成され、それを取り囲むように小質量星の群れが形成される。また、星周円盤は小さく、個々の星のアウトフローの方向は無秩序に時間変動する。

上記二つの生成シナリオを検証するためには、まず大質量原始星周囲の円盤降着の指標を探査することが重要となる。例えば 4–5 μm の CO 遷移線は、星のごく近傍の降着流による吸収を示す場合があり [23]、スペースや南極で高分散分光を行うことができれば、飛躍的に観測数を増やすことができる。加えて、大質量原始星ごく近傍のジェット・アウトフローを詳細に調べることも有用である。低質量星の研究において、ジェット・アウトフローは円盤降着の間接的指標とされているためである (3.10.2 節)。大質量原始星からのジェット・アウトフローはこれまでにも多くの観測例があるが [6]、星から遠い成分、すなわち過去の質量放出によるものである。TMT の高空間分解能で、星のごく近傍のフローを探査することにより、それぞれの天体で現在でも質量降着が続いているかどうかを間接的に検証することができる。この観測には中間赤外の禁制線や H_2 輝線が適しており、ALMA で観測できる冷たいガス成分の観測と相補的である。

また、近傍大質量原始星の周辺環境について中間赤外線で高空間分解能・高感度の撮像を行い、原始星のクラスタリングの様子を調べることも有効である。このような観測はすばる望遠鏡等 8–10 m 級の望遠鏡でも行われてきたが、感度の制約から観測例は少ない [91; 97; 21]。TMT の使用により、望遠鏡の空間分解能を 4 倍弱、点源の検出感度を 10 倍程度改善することができる。これにより、原始星クラスタをより詳細に観測できるようになるとともに、より多くの大質量星生成領域が観測可能になると期待される。同時に、近・中間赤外輝線でクラスタ領域のジェット・アウトフローを精査することにより、塵に埋もれた原始星を間接的に検出できる。また、個々の原始星からのアウトフローの方向が無秩序であれば、それは competitive accretion モデルを支持するヒントとなるだろう。比較的星間減光が浅く、近・中間赤外で観測できる天体については、TMT によるショック輝線の分光および分光撮像を行う。埋もれた原始星からのジェット・アウトフローの観測は、JWST による撮像観測が有効と期待される。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース、南極	≥ 2 m	分光	近赤外	$R = (1-3) \times 10^4$	—	—
地上大口径	≥ 25 m	撮像	中間赤外	—	$\gg 10''$	$\sim 0\farcs1$
地上大口径	≥ 25 m	分光、分光撮像	近・中間赤外	$R \geq 10^3$	—	$\sim 0\farcs1$
スペース	> 2 m	撮像	近・中間赤外	—	$\gg 10''$	$\sim 0\farcs1$

若い褐色矮星および惑星質量天体

太陽質量の約 0.08 倍以下の褐色矮星及び惑星・惑星質量天体（浮遊惑星）を超低質量天体と呼ぶ。水素の核融合反応が安定して起こる恒星に対して、重水素の核融合のみ起きるのが褐色矮星、何の核融合も起こらないのが惑星質量天体である。これほど質量の小さい天体がどのように形成されるかは、明らかでない。

超低質量天体の形成モデルは、恒星と同様に分子雲コアの重力収縮により形成されるモデルと、惑星と同様に原始惑星系円盤の中で形成されるモデルに大別される。ただし前者の場合、木星質量の 10 倍程度より軽い天体は、単純な重力収縮だけでは形成されないことが理論的に示されている [60; 75]。さらに質量の小さな天体を形成するために、乱流の効果や、UV 放射場による円盤やエンベロープのはぎ取りなどが研究されている [39; 87]。円盤内形成モデルの場合は、形成された超低質量天体を星の重力場内から放出するメカニズムが必要であり、連星や超低質量天体同士の力学的/潮汐作用などが役割を担うと考えられている [25]。

近年の研究では、前者のモデル、すなわち恒星と同様のメカニズムで超低質量天体が形成されるという説明が優勢である。Herschel の観測から微小チューブ構造を持つフィラメント状分子雲が続々と報告されているほか [35]、サブミリ波探査観測から非常に軽い分子雲コアも見つかり始めており [5]、これらが超低質量天体の母体である可能性がある。このような超低質量分子コアの探査や詳細研究は、これから ALMA によっても進められると期待される。ただしこれまでの研究では、超低質量天体の形成モデルを決定づけるには至っていない。すなわち、発見された超低質量分子コアから超低質量天体が必ずしも成長していくかは検証されていない。

そこで 2020 年代には、発見された超低質量分子コアについて近赤外から遠赤外域の放射分布 (SED) を観測し、それぞれのコアの中での超低質量天体の進化段階を推定することが重要となる。この SED による進化段階の推定は、低質量原始星の進化系列の理解のために長年行われてきたものである。進化が進むにつれて、中心天体はより高温になり、またエンベロープが消失することから、より短い波長に放射ピークが移動する。これらの天体は赤外で非常に暗いため、近赤外から中間赤外域については JWST が、遠赤外については SPICA による観測が有効と期待される。中心天体が成長しているとみられる天体については、JWST および SPICA の分光機能を用いてアウトフロー起源とみられる輝線を探査し、質量降着が継続中であるか間接的に検証する。大質量原始星のアウトフローの場合と同様、赤外輝線でのアウトフロー探査は、ALMA で観測できる冷たいガスフロー成分の探査と相補的である。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース	$\gg 1$ m	測光、分光、分光撮像	近・中間赤外	$R \sim 1000$	$<5''$	$<0''.5$
スペース	> 1 m	測光、分光	遠赤外	$R = 300$–1000	—	—

3.10.4　集団としての星生成

さまざまな星生成条件における初期質量関数（IMF）

星の IMF は、集団的星形成を記述する観点において重要な基本パラメータである。IMF は、星の形成条件によって異なる可能性が高いが、その詳細はまだ明らかでない。ここでは、2020 年代に研究の進展を期待できる、低質量側（$<5\ M_\odot$）の IMF に焦点を絞る。

例えば宇宙の星形成史を理解するため、系外銀河の観測から、形成された星の総質量や星形成率を見積もる際には、銀河全体（すなわち全ての星からの合計）のフラックスや光度を観測し、IMF を仮定して質量が推定される。個々の銀河や銀河団、あるいは宇宙全体の金属汚染史を議論する場合、質量が異なる星は組成比/質量比の異なる金属量を伴う質量放出を行うため、各系において得られる金属組成はやはり星の IMF に依存する。

いずれの場合も、近傍の星形成領域のように個々の星の観測から IMF を直接測定することはできない。一方で、星形成条件によって IMF が変わるかどうか、そしてそれはどのような物理量に依存するのかをきちんと理解できれば、上記の研究を精度よく進めることができる。加えて、超低質量側の IMF は、超低質量天体の形成メカニズムの解明 (3.10.3 節) や、暗黒物質の解明にも役立つ可能性がある [54]。

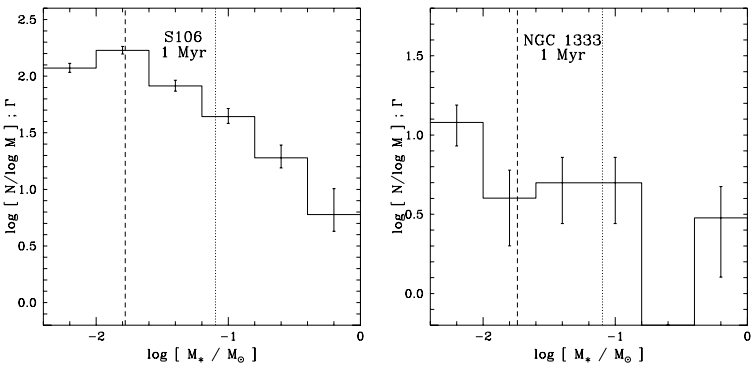


図 3.95: 星生成領域の低質量側 IMF の例。 [70; 71]

IMF の測定は、これまで近傍 (<1 kpc) の星形成領域について行われてきた（図 3.95）。星形成領域はガスや塵に埋もれていることが多いため、近赤外波長での観測が有効である。個々の星の多色測光から若い天体を選別し、観測で得られた光度について星間減光を補正した上で、天体の理論進化モデルによる光度と比較することにより、質量を求めることができる。低分散分光が可能な明るめの天体については、スペクトルから表面温度を推定できるため、年齢を仮定せずに星の質量を精度よく決定できる。これらの観測から、太陽質量の数分の一程度以上については、IMF の傾きは環境にほぼ依存せずに一様であり、質量が軽くなるほどその数が増加することが知られる [54]。一方で、より低質量の褐色矮星・惑星質量天体の IMF は、母体の分子雲や同時に形成される星の数密度等の形成環境によってやや異なり、低質量側に向かって減少する場合と増加する場合がある [40; 70]。IMF は星生成環境によって異なる可能性があるが [53]、現在の観測の感度の制約から、低金属量環境での IMF、銀河スケールでの連鎖星形成領域の IMF、大質量星による強烈な紫外線環境や星風の影響の研究例が不足している。これらの星生成領域の IMF の理解は、宇宙の星生成史や金属汚染史を研究するにあたって重要である。

そこで 2020 年代は、より遠方のこのような星形成領域について、個々の星の近赤外測光・分光を行い、IMF を測定する。特に TMT の測光観測により、近傍銀河 M31 について 1 $M_\odot$ 程度の星まで観測可能となることは意義深い。M31 は我々の銀河系と同様の渦巻き銀河であり、銀河全体での星形成の活動を理解する上で参考になる。これらの銀河に加え、我々の銀河系の外縁に存在する低金属量星形成領域や、銀河系内の大規模連鎖星形成領域の IMF の測定を進める。これら銀河系内の星形成については、さらに質量の低い星を容易に検出できると期待される。このため、近傍星形成領域の一部に見られる、太陽質量の数分の一程度に存在する IMF のピークの存在がどの程度普遍的か、IMF が星形成環境にどのように左右されるかを、より詳細に考察することができる。

なお、分光観測については、測光観測に比べると感度では劣るが、個々の星の質量をより精度よく求められるというメリットがある。また 2020 年代にはすばる/PFS の登場などにより、多数の天体をより効率よく観測できるようになると期待される。そこで分光観測による天体の温度・質量導出を近傍星形成領域で進めることにより、測光観測のみで推定される質量の検証が可能となる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上大口径	$\gg 10$ m	撮像・測光	近赤外	—	$> 10'$	FWHM $\sim 0''.5$
地上・宇宙	≥ 8 m	多天体分光	近赤外	$R \sim 1000$	$> 10'$	FWHM $\sim 0''.5$

赤外暗黒星雲の星生成

銀河面では、星間物質内の PAH (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon) による赤外背景放射が観測される。赤外暗黒星雲は、波長 8 μm の PAH 背景放射を遮る影として観測される暗黒星雲である。これまで、MSX や Spitzer などにより、1 万を超える候補天体が発見されてきた [92; 77]。その後の Herschel などを用いた熱放射の探査により、この 3 分の 1 程度が分子雲（いわゆる暗黒星雲）によるもの、残りは背景放射の穴であることが示唆されている [100]（図 3.96）。以後、前者のみを便宜上「赤外暗黒星雲」と呼ぶ。

これまでの観測から赤外暗黒星雲は低温 (<25 K) であり、高柱密度 (10^{23}–10^{25} cm^{-2}) であることが確認されている。さらに、高密度 ($n_H > 10^5$ cm^{-3}) であり典型的なサイズは ~4 pc、質量は 10^2–10^4 $M_\odot$ 程度である。Spitzer による赤外連続放射の観測、H_2O や CH_3OH のメーザー源、非常にコンパクトな HII 領域の観測

などから [8; 90]、少なくとも一部の赤外暗黒星雲は、星団および大質量星の形成の場であることが示唆されている。一方、これら観測的事象のいずれもが付随していない赤外暗黒星雲も存在する。このような赤外暗黒星雲は、大質量星を含む星団を形成する直前の状態なのかもしれない。

さらに興味深いことに、赤外暗黒星雲のうちの 316 個のサンプルが渦状腕 (たて・ケンタウルス腕) に沿うように分布していることが示された [45]。系外銀河でも見られるように、多くの星 (特に大質量星) は渦状腕において形成されると考えられる。今後、赤外暗黒星雲の星生成を詳細に理解することにより、単に生成条件の異なる星生成を理解するのみならず、銀河スケールでの星生成の理解が改善される可能性がある。

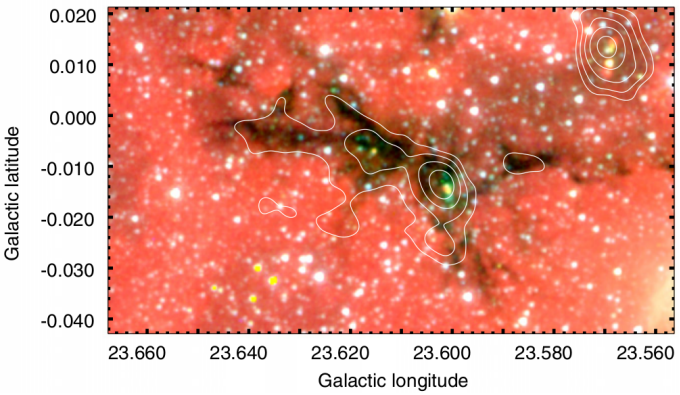


図 3.96: 赤外暗黒星雲の例 [8]（掲載許可取得済み）。カラーは Spitzer による撮像（3.6 μm... 青; 4.5 μm... 緑; 8 μm... 赤）で、赤は PAH 放射の分布を示す。コントアはミリ波放射の分布。

2020 年代には SPICA および TMT を用い、数多くの赤外暗黒星雲について赤外線多波長観測 (2–20 μm) を行うことが可能となる。これまでよりはるかに高感度かつ高空間分解能の観測を行うことで、若い星団内において 1 $M_\odot$ 以下のより軽い質量の星を検出することができるようになり、中・大質量星についても、より多くのより埋もれたものや、より混み合ったものを多波長で検出できるようになる。また、赤外線観測から星のない赤外暗黒星雲を絞り込み、星団を形成する直前の物理状態を理解するための ALMA による観測ターゲットを提供することもできるだろう。

なお、SPICA の検出限界が非常に深いことから、暗い原始星と背景の遠方銀河をきちんと区別することも大事になってくる。このような区別は、SPICA を用いた遠赤外分光で行う。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
スペース赤外	> 2 m	撮像・分光	中間・遠赤外	$R \sim 1000$	$> 1'$	$< 5''$
地上大口径	$\gg 8$ m	撮像	中間赤外	—	$\gg 10''$	$\ll 1''$

3.10.5　惑星系形成の黎明

この節では、惑星系形成の初期条件および、原始惑星系円盤内での惑星系の初期成長の研究提案をまとめる。惑星系形成の標準モデルであるコア集積モデル (3.10.2 節) によると、惑星系形成はダストが衝突および集積することにより始まる。この際、原始惑星系円盤内の乱流が重要な要素であり、あまりに乱流が強いとダストの成長が阻害されてしまう。そこでまず、円盤ガスの乱流を大きく左右すると考えられる円盤の磁気回転不安定性、およびダスト初期成長の研究提案について述べる。次いで、原始惑星系円盤内のダスト集積・成長や地球型惑星への水供給に大きく影響する、雪線（スノーライン）の研究提案、そして原始惑星系円盤の熱変遷史の鍵を握るシリケイトの結晶性の研究提案について述べる。

円盤進化と磁気回転不安定性

原始惑星系円盤は一般に乱流状態にあると考えられており、乱流によって生じる実効的な粘性（乱流粘性）によって中心星への質量降着が起こっていると考えられている。原始惑星系円盤の乱流の起源としては、磁気回転不安定性（MRI）によるという説が最も有力である。また、原始惑星系円盤のガスは 100 万年から 1000 万年程度で散逸すると考えられているが、そのメカニズムは分かっていない。原始惑星系円盤散逸機構の候補

としては、中心星への降着に加え、磁気回転不安定性起源や磁気遠心力による円盤風 [93; 7] 、光蒸発 [4] などが考えられている。このように、磁気回転不安定性は、原始惑星系円盤の進化過程を考える上で重要な基礎プロセスであると考えられている。

磁気回転不安定性は、理論的には精力的に研究がされているものの、観測的には、そもそも円盤が乱流状態にあることを直接的に確認したという例は無く、現状では、電波領域での一酸化炭素輝線などの線輪郭の詳細な観測とモデル化によって乱流の存在が示唆されつつある [42; 34] という状況である。

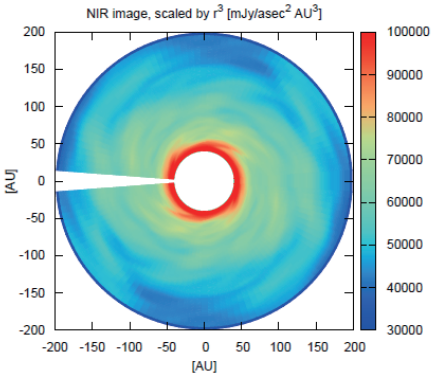


図 3.97: 原始惑星系円盤乱流の 3 次元シミュレーションをもとにした、近赤外線の散乱光分布の予測。詳細構造を見やすくするため、明るさに中心星からの距離の 3 乗を掛けてある。

2020 年代においては、観測の空間分解能が大きく向上することが見込まれるため、原始惑星系円盤の詳細な構造が画像として直接的に捉えられる可能性がある（3.10.6 節の円盤・惑星相互作用の項も参照)。図 3.97 は、円盤全体の乱流の 3 次元磁気流体シミュレーションをもとに、近赤外線の散乱光がどのように見えるかを計算したものである。乱流は、複雑な非軸対称構造を生み出すと考えられており、乱流構造を直接確認するためには、高空間分解能の観測が必須である。また、観測的にどのような構造が見えるかということが分かれば、磁気流体力学シミュレーションの結果などと比較することによって、原始惑星系円盤の中で起こっている乱流がどのようなものであるかということまで議論をすることが可能となるかもしれない。

さらに、円盤表層ガスの速度場の観測、すなわち、可視・赤外線ガス輝線の高分散分光観測が可能になれば、乱流場の性質を詳細に調べたり、磁気回転不安定性起源の円盤風の存在の検証をしたりすることも可能になってくる。円盤風観測を例に取れば、これまでに 4.7 μm CO や 13 μm [Ne II], 6300 Å [O I] などの高分散分光観測により輝線プロファイルから円盤風の存在がいくつかの天体に対して示唆されている [83; 14; 76]。2020 年代には TMT による高感度の高分散分光観測や面分光観測により円盤風の速度場の空間分布が明らかになり、円盤ガス散逸過程の理解が大きく進展すると期待される。

微惑星の成長

惑星系形成の標準理論によれば、ミクロンサイズの固体物質（ダスト）どうしが付着し、数千キロメートルサイズの地球型惑星や、ガス惑星のコアが形成されていく。このプロセスの観測的研究は、これまで主にミリ波の波長で試みられ、原始惑星系円盤内のダスト成長と矛盾しない観測結果が得られている [33]。ただし理論的には、地球型惑星・岩石コアの成長や維持は容易でない。せっかく成長した固体微惑星が、ガスと中心星との相互作用により中心星に落下してしまったり [3]、あるいは岩石物質どうしの衝突を経て破壊されてしまったりすることなどが指摘されている [13]。これらの問題に対する理論的解決策はいくつか提案されてきたが [99; 46; 78]、ミクロンサイズからキロメートルサイズまでの成長理論の決定的解決には至っていない。

このような中、ダストや岩石物質の内部が均質でなく、付着によって内部に空隙を持つ効果を取り扱うことで、ミクロンサイズのダストからキロメートルサイズの氷微惑星を形成可能であることが、 近年の理論的研究で示された [47]。 これまでの古典的な惑星系形成理論では、簡単のため、ダストが成長しても内部密度は一定と仮定されてきた。しかし、原始惑星系円盤は固体成長にとっては比較的低温・低圧であり、氷やシリケイトで構成されたダスト粒子は初期のミクロンサイズの大きさを保ったまま付着し、すき間を作りながら成長していく（図 3.98)。このような、すき間の存在ゆえ実効的な密度の低い ($\sim 10^{-4}$ cm^{-3}) ダストは、ケプラー回転するガス成分と力学的に十分にカップリングし、成長後も中心星への落下を起こしにくい。また、氷が付着したこのような粒子は衝突対しても強く、破砕されにくいことが示唆されている。

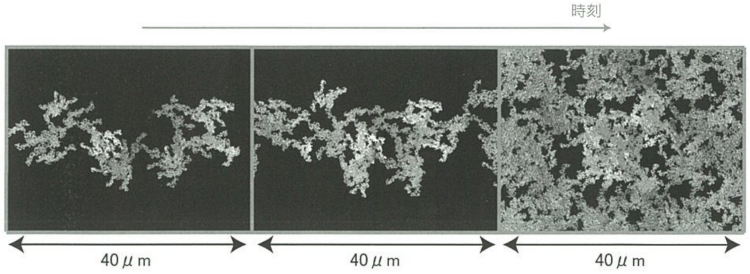


図 3.98: ダスト成長のシミュレーション [1]（掲載許可取得済み）。

このような隙間のあるダスト（アグリゲイト）は、隙間のないダストと光学特性が異なることが期待される。すき間のないダストでは、ダストの成長により、異なる波長の光や赤外線の散乱強度比が変化するが、アグリゲイトであれば、この変化が小さいと予測される。そこで、さまざまな進化段階における原始惑星系円盤のダストの光学特性（散乱カラーおよび熱放射）を観測し、異なる進化段階によるカラーの違いがあるかどうかを明らかにする。より中心星に近い、よりダスト成長の進みやすい領域の研究を進めるという観点では、近赤外波長での観測が最も適する。一方で、可視–中間赤外波長の観測も含めダストの性質をより詳細に抑えることも重要である。ミッションとしては、最も高い空間分解能を達成できる TMT に大きな期待がかかる。

原始惑星系円盤は赤外域で光学的に厚いので、微惑星成長にとって重要な赤道面のダストを直接観測できるとは限らない。それでもなお、このような観測的研究がダスト・微惑星成長の理解の重要な参考となるだろう。あるいは、赤道面で成長・破砕されたダストが乱流などにより円盤表面に巻き上がれば、そのようなダストが円盤表面で観測される可能性もある。このため、今後 ALMA で観測される、赤道面の大きなダストとの分布の比較は特に興味深い。

雪線の探査

原始惑星系円盤には、雪線と呼ばれる水 (H_2O) の気相・固相の境界領域があると考えられている。現在の太陽系では 3 AU 近辺の小惑星帯の中にあったと考えられており、太陽系形成の標準モデル（コア集積モデル）によると、ガス惑星は雪線以遠で形成される。水氷により固体物質の面密度が上昇し、固体コア集積がより効率よく進むと期待されるからである [37]。このように、雪線を境として惑星形成過程が大きく異なるため、その位置をきちんと調べることは重要である。

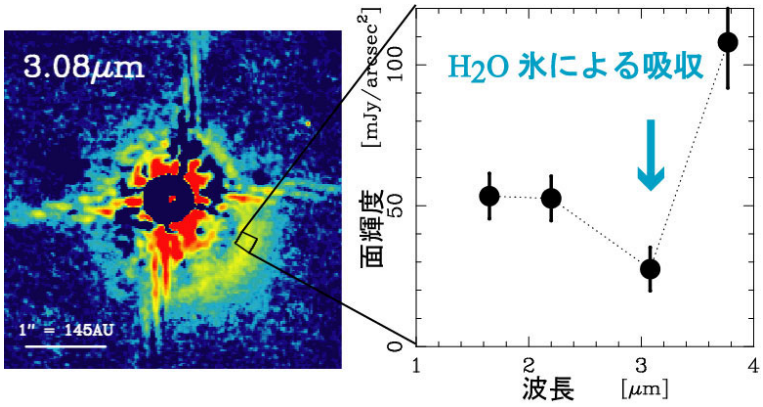


図 3.99: Herbig Fe 型星 HD 142527 円盤の 3.1 μm での散乱光画像 (左) およびその四角で囲まれた領域の散乱光スペクトル (右) [41]（掲載許可取得済み）。円盤表層の水氷の 3.1 μm 吸収によると思われる減光が見られる。中心星に近い雪線内側領域では水氷がダストから気化し、この吸収は消失すると考えられる。

それに加え、水氷は地球型惑星の水の起源を考える上でも重要であることは論を待たない。理論的には原始惑星系円盤は光学的に厚い円盤であるので、雪線は初期には ~0.7 AU にあった可能性も指摘されている [29]。その場合は地球型惑星形成領域に大量の水が供給された可能性がある。

雪線や水氷の分布については様々な理論的研究がなされているが、観測的には雪線の位置および進化はよく分かっていない。2020 年代は TMT, SPICA, ALMA などの高空間分解能、高波長分解能、高感度観測により、ガスおよび氷の両面から、雪線の観測的理解が初めて進むと考えられる。

まず、TMT および SPICA/SAFARI の高い感度、波長分解能を生かして、近赤外から遠赤外に存在する多数の水蒸気輝線を観測し、輝線強度、強度比、プロファイルから雪線の位置を調べる。そして、さまざまな中心星、進化段階の円盤を観測することで、雪線の進化を明らかにする。TMT や

SPICA のもたらす高い感度、波長分解能は観測ターゲットを飛躍的に増やすので、統計的な議論が可能となる。また、雪線以遠では H_2O は主に氷となるため、気相中の C/O 比 が上昇し、HCN のような有機分子が増えることが予想される。このような有機分子の観測からも雪線の位置に制限を与えることができるかもしれない [68]。

ガスの観測による間接検証のみならず、水氷ダストの直接観測からも雪線に迫ることが可能と考えている。図 3.99 に示したように、円盤散乱光の近赤外多波長観測により 3.1 μm 水氷吸収の空間分布を探ることで、氷の分布を探ることができる。波長 3.1 μm での TMT の空間分解能は $0''.03$ 程度であり、これは 100 pc 先では 3 AU に相当する。この空間分解能は、特に中質量前主系列星に付随する円盤について、雪線を検証するのに十分である [73]。

一方で、雪線以遠の円盤低温領域に水氷がどのように存在しているかも、観測的情報は不足している。これに対しては、SPICA/SAFARI を用いて、水氷 44 μm バンド放射スペクトルを多数の原始惑星系円盤から残骸円盤に至るまで観測することで、明らかにできるだろう。

シリケイトの観測でさぐる円盤の物質循環および熱変遷史

原始惑星系円盤はミリ波では光学的に薄いため、ALMA などによるダスト連続波の観測では円盤内部の構造を捉えることができる。一方で光赤外では原始惑星系円盤は光学的に厚く、円盤内部を直接観測することができない。原始惑星系円盤の光赤外観測で得られる豊富な情報を、円盤内部の惑星系形成の理解に生かすためには、円盤内の物質循環・粘性拡散に対する理解が不可欠である。ここでは、TMT および SPICA を用いた、円盤シリケイトの非晶性・結晶性の観測による物質循環研究の展望について述べる。

我々の銀河系においては、星間空間や分子雲のシリケイトダストはほぼ完全に非晶質であることが分かっている [48]。一方で中間赤外線分光により、結晶質シリケイト（オリビン）が多数の彗星の塵の中でみつかっており、彗星が形成されるまでにシリケイトの結晶化が起こったと考えられる。シリケイトの結晶化には 600–700 K もの高温が必要であり [24]、非常に低温環境 (~30 K) で形成されたはずの彗星中になぜ高温起源の物質が含まれるのかが謎である。原始惑星期円盤がまだ存在した頃、星に近い領域で結晶化したシリケイトが、ガス粘性や輻射圧などで、彗星の巣に対応する外側の領域に拡散・輸送されるのかもしれない [15; 18; 98]。あるいは、原始惑星系円盤内の衝撃波により物質移動なしに加熱されたのかもしれない [36]。

近年の円盤の赤外分光観測から、原始惑星系円盤においても結晶質シリケイトが一般的に存在することが分かってきた。 しかし、円盤によってはその含有量はまちまちであり、その多様性の起源はまだよく分かっていない。ただし、円盤内側が散逸した遷移円盤と呼ばれる原始惑星系円盤には、始原的な非晶質シリケイトが観測されやすい [89]。このことは、シリケイトの結晶化・輸送プロセスと円盤ギャップ形成等の惑星系形成プロセスの間に何らかの関連がある可能性を示唆する。

結晶質シリケイトの原始惑星系円盤における輸送過程を探るには、様々な進化段階にある原始惑星系円盤において結晶質シリケイトの空間分布を探るのがもっとも直接的である。星近傍での結晶化＋輸送・拡散モデルでは、内側から外側に向かって結晶質シリケイト存在度の勾配が観測されると期待される。一方、衝撃波加熱などによるその場結晶化モデルでは、結晶質シリケイトが低温領域に普遍的に観測されると期待される。これまでのすばる望遠鏡や VLT 干渉計の観測では、結晶質シリケイトが中心ほど多いことが示唆されている [74; 96]。しかし、この手法は典型的な距離が 100 pc 以上先にある（すなわち、これまで知られるほぼ全ての）原始惑星系円盤ではこれまでは容易ではなかった。なぜならば、シリケイトの物性・組成は主に中間赤外分光観測によって探られているが、中間赤外線は円盤の冷たい領域—すなわち彗星の巣に対応するような領域からはあまり放射されない。さらに、8 m 級望遠鏡では円盤を直接空間分解するには解像度が十分ではなく、これまで空間分解できた原始惑星系円盤は少ない。

非晶質・結晶質シリケイトの空間分布の撮像観測例は、TMT の中間赤外撮像分光装置により増加できると期待される。一方、SPICA を用いた数多くの円盤の遠赤外分光観測により、円盤の外側で比較的冷たい、彗星の巣に対応するよう領域のシリケイトの結晶性を観測することができる。SPICA ではシリケイト分布の直接観

測はできないが、TMT やすばる望遠鏡などで観測される、中心星に近く高温領域のシリケイトの結晶性との比較を行い、円盤内の物質循環・粘性拡散の効率について議論することができる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	~ 30 m	撮像	可視・近赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.03$
地上	~ 30 m	撮像	中間赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.1$
地上	> 8 m	面分光	近赤外	$R > 10$	$> 10''$	$\leq 0''.03$
地上	≥ 30 m	空間分解分光・IFU	中間・遠赤外	$R > 300$	$> 10''$	$\sim 0''.1$
地上	> 8 m	高分散分光	近・中間赤外	$R \sim 10^5$	$> 10''$	—
スペース	> 2 m	分光	遠赤外	$R > 300$	$> 10''$	—
スペース	> 2 m	分光	中間・遠赤外	$R \sim 10^3$	$> 10''$	—

3.10.6　ガス惑星の形成

ガス惑星の形成とその初期進化を理解するには、原始惑星系円盤と惑星との相互作用や、成長途上のガス惑星そのものを調べることが決定的に重要となる。また、原始惑星系円盤のガスの消失時間スケールや C/O 比分布を観測することにより、ガス惑星形成のメカニズムやその生成位置について、理解を深めることができると期待される。これらの研究の展望を以下にまとめる。

円盤・惑星の力学的相互作用と円盤構造

原始惑星系円盤中に惑星が形成されると、惑星は周囲の円盤ガスに対して重力による擾乱を与える。その結果、原始惑星系円盤中には様々な構造が現れる。惑星の質量が軽い（地球質量から海王星質量程度）場合、惑星はその軌道の内側と外側に、渦状の細い腕構造を作る [95]。惑星の質量が大きい（土星質量から木星質量程度以上）場合、上記の腕構造に加え、惑星はその軌道の周囲に面密度の薄い領域（ギャップ領域）を作る [56]。ギャップの深さや幅は、惑星の質量に加え、円盤の温度や乱流粘性の大きさに依存する [19; 28]。

ギャップやスパイラルといった構造は、「円盤中に惑星が存在する」ことを示唆する円盤全体に拡がった構造である。そこで、このような構造のある天体に注目することで、円盤内に形成中の惑星を見つけ、その性質を調べるための足がかりとすることができる。また、構造そのものを詳細に調べることで、力学的過程に基づいて原始惑星系円盤の基本的パラメータを他の観測と独立に推定することができ [66]、どのような円盤で惑星が出来やすいかということについての示唆を与えることもできる。

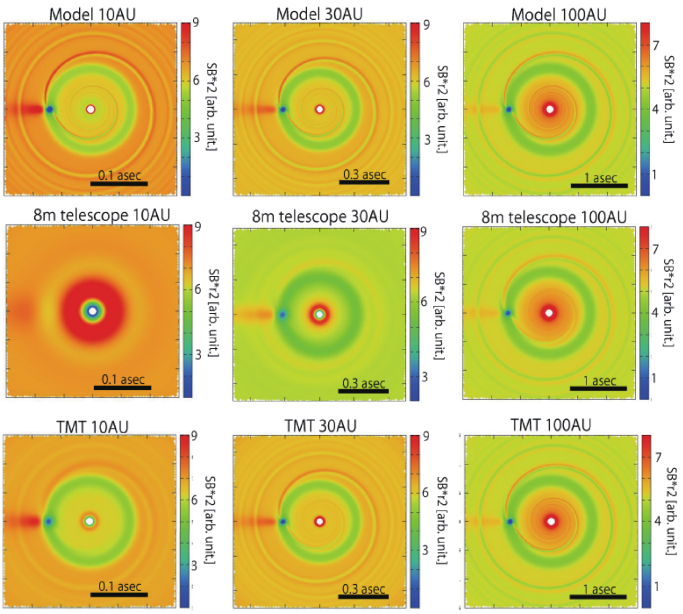


図 3.100: 円盤・惑星相互作用によるギャップおよびスパイラル構造の近赤外撮像シミュレーション。太陽質量程度の星の周囲に、0.1 木星質量程度の惑星が存在する場合について計算した。左から右の列の順に、それぞれ惑星が 10 AU、30 AU、100 AU の位置にある場合を示し、上段から下段の順にモデル画像、8 m 級の望遠鏡で観測した場合、30 m 級の望遠鏡で観測した場合を示す。面輝度分布に半径の 2 乗をかけ、構造を見やすくしている。

理論で予測されるギャップ構造やスパイラル構造の典型的な空間スケールは、円盤の厚み程度である。これは、典型的には中心星からの距離の 1/10 程

度の大きさである。したがって例えば、中心星から 100 AU 程度離れた位置では 10 AU 程度の大きさの構造ができ、また、中心星から 30 AU 程度（海王星の軌道半径程度）離れた場所には 3 AU 程度の構造ができると考えられる。近傍の星生成領域までの典型的な距離（140 pc）を仮定すると、これらの構造を空間的に直接分解するためには、それぞれおよそ 0.″07 弱、0.″02 弱程度の空間分解能を持った望遠鏡・装置が必要となる。後者については、TMT による近赤外撮像がこのような観測を可能にする（図 3.100）。

一方、すばる望遠鏡などを用いた近赤外域での高コントラスト・高解像度撮像観測によって、惑星の形成現場である原始惑星系円盤の直接撮像が精力的に進められている。例えば、すばる望遠鏡戦略枠プロジェクト「SEEDS」では、ギャップ構造やスパイラル構造など、原始惑星系円盤には様々な構造があることがわかってきた（図 3.94）。ただし近赤外域ではっきりした構造のみられない円盤についても、中間赤外撮像で円盤のより深い領域からの放射を観測することにより、これまで知られていない構造を観測できる可能性がある。このような観測を行うには、現在 8–10 m 望遠鏡で得られている近赤外撮像分解能と同様の分解能を中間赤外で達成する必要がある。すなわち TMT による観測が望ましい。

原始惑星へのガス降着

コア集積モデルによれば、原始惑星が成長してある質量（臨界コア質量）を超えると、周囲のガスを暴走的に捕獲し、ガス惑星が形成される [64; 79]。この過程は、どのような質量のガス惑星がどのように出来るのかに直接つながる過程であり、これまでにも多くの研究がされている。一方、若い系外惑星の直接撮像観測においても、惑星がガス捕獲期の段階で熱い状態にあったか冷たい状態にあったかにより、明るさから光度進化モデルを介して見積もられる質量が大きく異なる [26]。したがって、ガス惑星形成の初期条件を定めることは、惑星形成の初期条件を定めるのみでなく、直接撮像観測による惑星探査（3.10.8 節）においても重要である。

惑星が暴走成長を開始すると、惑星の質量が大きくなっていき、原始惑星系円盤の中には次第にギャップが形成される。同時に、惑星の周囲に周惑星系円盤を作りながら惑星へのガス降着が起こり、その中で周惑星系円盤における衛星形成も起こると考えられる [16]。この一連の過程は、物理的には円盤と惑星の重力相互作用による角運動量交換過程ととらえることができ、ギャップ生成と惑星への質量降着でどの程度の角運動量が周惑星系円盤に運ばれるかということを理解することが重要である。しかし、原始惑星系円盤全体を解きながら惑星周囲の構造を精度良く長時間解く必要があるため、理論的には解明されていない部分も多い。そこで、観測によって形成中の惑星を調べ、ガス惑星への質量降着を調べていくことが必要になる。降着の重力エネルギーを解放することで周惑星系円盤の放射が決まると考えると、木星質量程度の惑星に 10^{-8} $M_\odot$/yr 程度の質量降着があれば、周惑星系円盤放射は最大で 10^{-3} 太陽光度程度になると推測できるため、周惑星系円盤そのものを観測すること自体は可能であると考えられる。

このためには、円盤中に埋もれた惑星を調べていくことが重要になるが、最近の高コントラスト撮像観測により、円盤の中に埋もれていると思われる惑星候補天体が見つかってきており、さらに近赤外線領域の熱放射でも空間的に拡がった構造が見え始めてきている [20; 86]。さらに、2020 年代において多波長で観測することができれば、近赤外線から中間赤外線にわたる周惑星系円盤からの SED を得ることができ、周惑星系円盤放射と伴星天体の放射を区別し、例えば惑星への質量降着率など、惑星形成にとって重要となるパラメータを推定することが可能になると考えられる [102]。

原始惑星系円盤ガスの散逸時間

原始惑星系円盤の散逸時間の測定は、これまでは主にダスト放射の統計的観測にもとづいてきた (例えば [63])。Herschel により [OI]63 μm などのガス輝線の統計的観測にもとづくガス散逸時間の議論が行われたが、[OI]63 μm は円盤表層部のみをトレースするためガスの絶対量に対する不定性は大きかった [22]。

円盤ガスの大部分は水素分子であるが、等核分子のため輝線強度が弱く、その統計的観測はこれまで不可能であった。ガス質量の測定には一般的にはダスト放射や CO 輝線がよく用いられているが、円盤内においてはダスト進化によりダスト吸収係数およびダスト・ガス比が変化する。また、CO は円盤表層部で光解離し、円盤

外縁部の赤道面付近ではダストへ凍結するため、水素分子に対する比が場所により大きく異なる。すなわち、ダスト放射や CO 輝線による円盤ガス質量の測定は、大きな不定性を伴っている。

近年の地上望遠鏡による高分散分光観測や Spitzer による高感度観測により、中間赤外線にあらわれる水素分子の純回転励起線の観測が可能になってきた (例えば [12; 59; 67])。また Herschel により、太陽系から最も近傍に存在する原始惑星系円盤から、112 μm HD $J = 1 - 0$ 輝線が検出された [11]。水素に対する重水素の存在量比はファクター程度の範囲で安定しており (例えば [57])、また、ガス散逸していない原始惑星系円盤では H_2 輝線は光学的に厚いが、HD 輝線は光学的に薄く、ガス質量をトレースするのに適している。ガス散逸が進んだ円盤に対しては、H_2 輝線がガス質量の最も良いトレーサーとなる。2020 年代には、SPICA/SAFARI による HD 輝線観測や、TMT/MICHI、SPICA による H_2 輝線の高分散分光観測により、円盤ガス質量の精密測定を統計的に行うことができるようになり、円盤ガス散逸時間およびガス惑星形成と惑星軌道進化に関する議論が可能になると期待される。

惑星大気と原始惑星系円盤ガスの C/O 比

近年の系外惑星大気の観測により、大気中の C/O 比に関する議論が可能になりつつある (例えば [51])。惑星大気の組成は、大気形成時の原始惑星系円盤ガスの組成を反映していると考えられる。従って、系外惑星大気の C/O 比と円盤内の C/O 比の分布を調べることにより、惑星が円盤内のどの領域で形成されたかに制限が与えられる可能性がある。

円盤内で炭素や酸素の多くを含む分子としては、CO, CO_2, H_2O などがある。また CH_4 は、炭素のみを含む分子の中で最も存在量の多い分子である。これらの分子は、各々の雪線 (内側から H_2O, CO_2, CH_4, CO の順に雪線が存在すると考えられる) の外縁ではダストに凍結する (例えば [72; 84])。ダストに凍結した分子が、ダストと共に円盤の内側に移動すると、円盤の半径方向に C/O 比の分布が生じる。

これまでに Spitzer により波長 15 μm 付近で CO_2 が、10–35 μm の波長帯で H_2O が多数の原始惑星系円盤から検出されている (例えば [17; 81])。地上望遠鏡では、3 μm 付近および 12 μm 付近で H_2O が検出されている (例えば [88; 82])。また、3 μm 付近で最近初めて円盤から CH_4 の吸収線が検出された [30]。双極子放射が禁止されている CH_4 や CO_2 は、赤外線でのみ観測が可能である。低励起の CO の観測は ALMA などでも可能であるが、高温の惑星形成領域からの放射をトレースするには高励起の 4.7 μm CO が適しており、既に多数の円盤から検出されている。

2020 年代には、上記分子からの近・中間赤外輝線プロファイルの観測を進める。輝線プロファイルは、主に円盤のケプラー回転速度によるドップラーシフトをトレースする。従って、円盤からの輝線プロファイルを高感度・高分散分光観測して解析することにより、その速度構造から円盤内での放射領域を特定できる。多数の輝線について円盤の各半径のフラックスを測定することにより、分子組成や C/O 比の分布が求められる。このような研究は CO については進められているが (例えば [31; 80])、それ以外の分子はまだであり、TMT/NIRES, IRMOS, MICHI など高感度の高分散分光観測や面分光観測により進展すると期待される。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	~ 30 m	撮像	可視、近赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.02$
地上	~ 30 m	撮像	中間赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.1$
地上	~ 30 m	（面）分光	近–中間赤外	$R \sim 10^4 - 10^5$	—	$\sim 0''.02$
スペース赤外	≥ 2 m	分光	中間–遠赤外	$R \sim (1-5) \times 10^3$	—	$\sim 0''.02$

3.10.7　残骸円盤 — 地球型惑星形成期以降の星周環境

残骸円盤とは、原始惑星系円盤の消失後も観測される円盤である [61]。最近の統計によれば、主系列 A 型星の 25–35 %、FGK 型星の 3–20 %にこのような円盤が付随する。円盤の主成分は固体物質（ダストおよび微惑星）であり、多くの残骸円盤は遠赤外域での熱放射の超過として観測される。その空間的ひろがりはわれわれ

の太陽系のカイパーベルトに概ね対応するが、その熱放射はカイパーベルトに比べはるかに明るく、太陽系に比べはるかに多いダストが残存することを示唆している。 明るく大きな残骸円盤については、可視–電波域で円盤構造の精力的な観測が行われてきた。すばる望遠鏡による近赤外域での観測例を図 3.94 に示す。

残骸円盤のダストは、原始惑星系円盤のように誕生当時から存在するものではなく、小惑星同士の衝突により生成された 2 次的なものと考えられている。原始惑星系円盤と異なり残骸円盤に残存するガスの量は少なく、これまでいくつかの検出例があるのみである。この残存ガスの観測は、残骸円盤の物理的・化学的性質を理解するための新たなアプローチとして注目されている。

近年、「あかり」や Spitzer などにより、中間赤外および近赤外超過を示す天体が発見され始めている [9; 27]。これらの赤外超過は、より星の近傍の、太陽系で言えば小惑星帯に対応するダストに対応すると考えられる。ダストの起源としては小惑星同士の衝突だけでなく彗星からの放出の可能性が議論されている。このような暖かい残骸円盤からの放射は時間変動することが知られ、その理由は明らかではない [62]。

さて、われわれの太陽系の小惑星帯やカイパーベルトの分布や組成は、ガス惑星との相互作用の影響を大きく受けていると考えられる。このことから、系外惑星系と残骸円盤の関連は興味深い。これまでの統計では、惑星系が存在する星にはより明るい残骸円盤が付随することが知られている [101]。また、いくつかの非常に明るい残骸円盤に、惑星系が付随することが知られている [55]。いくつかの円盤に観測される構造の歪みは、まだ見つかっていない惑星との相互作用により生じた可能性が議論されている。

どのような惑星系に、どのような残骸円盤が存在するのだろうか。残骸円盤の構造や組成は、どのように進化するのであろうか。残骸円盤の構造や組成の観測は、円盤自身の理解のみならず、個々の系外惑星系の進化史の手がかりになるだろうか。これらの理解のためは、以下の観測が重要となる。

1. 撮像による円盤構造の観測を、より高い感度、高空間分解能で進める。これにより、空間構造を議論するサンプルを増やす。同時に、コロナグラフ観測による惑星系検出をより高い感度で進め、円盤構造との関連について議論する。TMT を用いたコロナグラフ観測が特に有効と期待される。

2. 暖かい残骸円盤の探査を継続する。検出数については、JWST を用いた高感度中間赤外測光に大きな期待がかかる。また、これらの円盤について、ガスや氷の検出を試み、ダストの起源や時間変動のメカニズムについて議論する。もしダストが彗星から放出されているようであれば、放出された氷や気化したガスの放射が観測される可能性がある。観測は、分子ガスについては ALMA などの電波望遠鏡で、解離したガスおよび水氷については SPICA で観測を進める。

3. 円盤の鉱物組成の分布の観測による、残骸円盤研究の新しいアプローチを開拓する。
太陽系の小惑星は、色、アルベド、スペクトルにより分類され、これらの違いは小惑星の組成の違いによるものと考えられる。異なる型の小惑星は異なる分布を示し、大きな小惑星については軌道サイズと組成の熱的性質に相関がみられる一方、各軌道サイズの総質量についてはより複雑な分布を示す。後者の傾向は、太陽系生成以降の、惑星との相互作用による小惑星の軌道変化によるものと考えられる。小惑星は、可視・赤外域にさまざまな鉱物の吸収を示す。また、小惑星等の衝突破片は残骸円盤でダストとして観測される。そこで、年齢が異なり、かつ空間分解できる明るい残骸円盤について、低分散 ($R \sim 50$) の分光を行う。中・遠赤外域においては SPICA による多数の円盤の観測により、固体天体の鉱物組成を統計的に調べる。可視・近赤外域では円盤散乱光が主星に比べ非常に暗いことから、この観測にはコロナグラフ＋分光偏光撮像の機能が必要となる。TMT の登場により、より高い感度および空間分解能の観測が可能になり、また感度の改善によりサンプル数も増やすことができる。可視域については、能動補償光学の性能の改善により、まずはすばる望遠鏡など 8 m 望遠鏡で観測を開始する。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	~ 30 m	コロナグラフ偏光撮像、偏光分光撮像	近赤外	—	$\sim 20''$	$\sim 0.''02$
地上	~ 8 m	コロナグラフ偏光分光撮像	可視	$R \sim 50$	$\sim 20''$	$\sim 0.''02$
スペース赤外	≥ 2 m	連続放射成分の測光、分光	中間–遠赤外	$R \sim 10^3$	—	—

3.10.8　惑星分布から探る形成過程

太陽系形成論の標準シナリオであるコア集積モデルは、太陽から近い順に岩石型惑星、木星型惑星、氷型惑星が並ぶ状況を自然に説明することができる。しかし系外惑星の軌道の多様性が観測によって明らかとなり、太陽系形成論では考慮されていなかった惑星の大きな軌道進化を取り入れた理論モデルが必要となった。

微惑星の合体成長についての N 体計算や巨大天体衝突についての SPH シミュレーション、惑星移動や軌道進化についての数値シミュレーション等により、惑星形成の各過程が詳細に調べられてきた。これらをまとめ、各過程の詳細な数値計算結果の本質を残しつつ簡潔なモデル化を行うことで、大量の惑星形成シミュレーションにより系外惑星の統計的分布を導出する手法を、惑星形成論についての Population Synthesis モデルと呼ぶ（例えば [43; 65]; 図 3.101 参照）。このモデルによる系外惑星の統計的分布の予測と、実際の観測データによるモデルの補正とが相補的に進められることで、一般的な惑星形成・進化の過程についての深い理解が得られると期待される。また 2020 年代には、現在の Population Synthesis の理論計算がさらに発展し、個々の惑星の形成と軌道進化だけではなく、複数の惑星形成とその軌道進化の最終段階までを追った「惑星系形成」の計算が進むことが期待される。以上の理論的予言に対して、観測は極めて重要な役割を果たす。多様な観測手法とその高精度化によって、惑星系の一部から全体の描像が明らかにされ、理論計算へのフィードバックが行われるだろう。本節では、惑星形成論への重要な寄与が期待される、今後の惑星探査の展望について述べる。

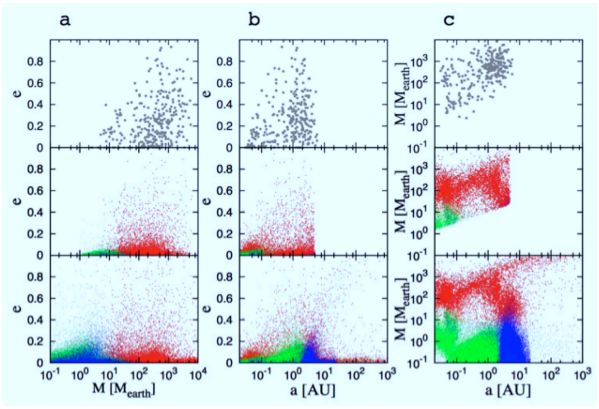


図 3.101: 計算結果と観測データとの比較。視線速度法により検出された系外惑星の観測データ（上段）、Population Synthesis モデルによる計算結果（10000 回行ったもの；下段）、および現在の視線速度法による検出限界内の計算結果（中段）について、離心率分布（左図・中央図）と質量分布（右図）を示してある。各点の色は、岩石惑星（緑）、ガス惑星（赤）、氷惑星（青）を表す。([44] より引用、掲載許可取得済み。)

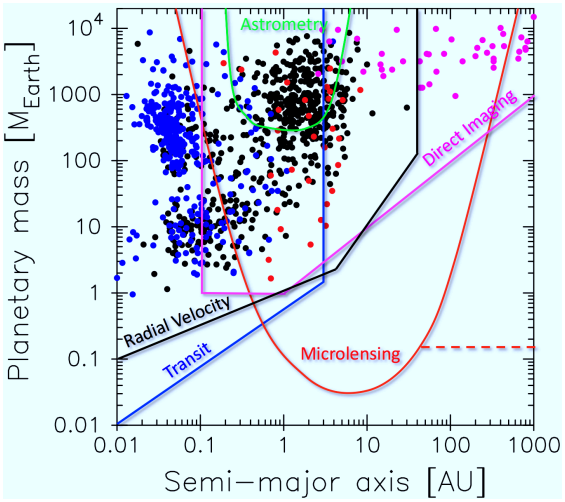


図 3.102: 現在までに発見された系外惑星の分布と将来の惑星探査計画の検出限界の比較。Radial Velocity は VLT/ESPRESSO、Transit は Kepler、Microlens は WFIRST 計画、Direct Imaging は TMT/SEIT と E-ELT/EPICS、Astrometry は GAIA をそれぞれ参照した。

Population Synthesis のどの理論モデルが正しいのかを検証するためには、理論的に導きだされた惑星の軌道分布を実際の観測結果と比較することが必要となる。系外惑星の発見方法としては、これまで視線速度法、トランジット法、マイクロレンズ法、直接撮像法などが惑星の検出に成功してきた。また、近い将来 GAIA によってアストロメトリ法による系外惑星の検出も成功すると見込まれている。2020 年代にはこれらのさまざまな惑星発見方法を駆使して、特に 2010 年代には技術的・観測的制約によって明らかにできていなかった軌道パラメータ領域の惑星分布を明らかにしていくことができるだろう。それと同時に、惑星の軌道分布と主星の金属量やタイプ（太陽型星、M 型矮星、巨星など）の関係も、より詳細に明らかになっていくだろう（図 3.102）。

また惑星の検出可能な軌道パラメータの拡大によって、2010 年代までは主に「惑星」の統計的分布を議論してきたが、2020 年代には惑星系の内側から外側、そして小型惑星から巨大惑星までを網羅した「惑星系」についての統計量を調べていくことが可能となる。これによって惑星系ごとに惑星形成と軌道進化を理論モデルと比較することができるようになり、Population Synthesis モデルへの多くのフィードバックが期待される。これによって、多様な惑星系形成と軌道進化について全体像を理解していくことができるだろう。

このような研究を実現するためには、同一の惑星系において以下のように複数の観測方法を組み合わせることで、幅広い軌道パラメータの惑星を検出していくことが要求される。

- <0.5AU の地球型惑星：トランジット法、視線速度法によるサーベイ
- 0.5–5AU の木星型惑星：視線速度法による長期観測
- 数 AU の地球型惑星：マイクロレンズ法（3.11.5 節参照）、直接撮像法によるサーベイ
- 数 AU 以遠の木星型惑星：直接撮像法によるサーベイ

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲
地上	∼ 8–30 m	高解像高コントラスト撮像	近–中間赤外
地上	∼ 8–30 m	高分散分光	近–中間赤外
スペース	≥ 2 m	撮像、低分散分光	中間–遠赤外
地上・スペース	≥ 1 m	トランジット、マイクロレンズ	可視–近赤外
地上	∼ 1 m	高分散分光	可視–近赤外
スペース	∼ 1 m	アストロメトリ	可視

3.10.9 原始惑星系円盤における有機高分子の成長 — 生命系形成の黎明

原始惑星系円盤における有機分子の生成過程の解明は、生命起源分子種の生成過程解明に関連する、重要なテーマである。理解の大きな障壁のひとつが、これまでのミッションの感度である。これまで星間空間における有機分子の生成過程の観測的検証は、主に明るい大質量星形成領域で議論がされてきた [69; 10]。2020 年代には TMT などの高い感度により、惑星形成領域の有機分子の空間分布を観測し、生命起源分子種との関連を議論することも可能になると期待される。

理解のもうひとつの大きな障壁は、有機分子を生成する重要な化学反応である、塵表面に凍結した原子・分子の化学反応がよくわかっていないことである。暖かい塵表面では気相反応では生成され難い複雑な有機分子の生成反応が比較的効率よく進むと考えられており、塵表面におけるアミノ酸の生成も示唆されている。円盤外縁部で生成されたこのような有機高分子は塵と共に中心星に向って降着し、惑星形成領域で気化し、生成される惑星大気の組成に影響する可能性がある。2010 年代には ALMA により比較的円盤外縁の低温領域において塵表面反応で生成され、紫外線脱離により気相に放出された有機分子の観測が進むと期待される。一方、2020 年代の赤外線観測により、より円盤内縁の暖かな塵表面で生成された有機分子や惑星形成領域で気化した有機分子の観測が可能になる。このことにより、惑星形成領域における様々な有機分子の分布や塵表面反応に対する理解が進展すると期待される。

これまでに Spitzer により波長 15 μm 付近で HCN や C_2H_2 といった小さな有機分子は多数の原始惑星系円盤から検出されている (例えば [17; 81])。地上望遠鏡でも、3 μm 付近と 13 μm 付近で HCN, C_2H_2 などが検出されている (例えば [58])。これらの存在量が多く輝線強度が強い分子については、2020 年代の TMT による高感度の高分散分光観測や面分光観測により、その空間分布が明らかになると期待される。一方で、より複雑な有機分子は存在量が少なく、輝線強度も弱いため原始惑星系円盤からの検出例はまだない。しかし、彗星からは波長 3 μm 付近で CH_3OH が (例えば [50])、また大質量星形成領域では 11 μm 帯で HNCO [49]、Herschel/HIFI により 150–650 μm の幅広い波長帯で HCOOH, CH_3OH, HNCO などの様々な分子種が検出されている (例え

ば [69])。2020 年代の TMT や SPICA による高感度観測により、これらの複雑な分子種が原始惑星系円盤からも検出されることが期待される。

原始惑星系円盤からの遷移線の線幅は狭い (∼20 km s^{-1}) ため、特に強度の弱い輝線の観測には、$R \geq 10^4$ の高分散分光観測が効率的である。また、遷移線を速度分解してスペクトロ・アストロメトリの手法により遷移線の放射領域を求めるには、超高分散 ($R \sim 10^5$) の分光観測が必要となる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上	~ 30 m	（面）分光	近–中間赤外	$R \sim 10^4 - 10^5$		$\sim 0.''02$
スペース赤外	≥ 2 m	分光	中間–遠赤外	$R \sim (1-5) \times 10^3$		

3.10.10　まとめ

本章で述べたテーマを進める上で必要な観測装置および望遠鏡について表 3.12 にまとめる。

3.10.11　班員構成、担当、および謝辞

氏名	所属	主な担当章節
高見道弘	台湾中央研究院天体及天体物理研究所 (班長)	§ 3.10.2, § 3.10.7
大朝由美子	埼玉大学	§ 3.10.3, § 3.10.4
片岡章雅	東京工業大学・ハイデルベルグ大	§ 3.10.5
中島康	一橋大学	§ 3.10.3, § 3.10.4
中村文隆	国立天文台理論研究部	§ 3.10.3, § 3.10.4 （アドバイザー）
野村英子	東京工業大学	§ 3.10.6, § 3.10.9
本田充彦	神奈川大学	§ 3.10.5
武藤恭之	工学院大学	§ 3.10.5, § 3.10.8, § 3.10.6
松尾 太郎	京都大学	§ 3.10.8, § 3.10.6（系外惑星班・班長）
佐々木 貴教	京都大学	§ 3.10.8（系外惑星班）
成田 憲保	国立天文台	§ 3.10.8（系外惑星班）
住 貴宏	大阪大学	§ 3.10.8（系外惑星班）

謝辞

藤原英明氏（国立天文台ハワイ観測所）には、当初班員として検討に参加していただいた。残骸円盤について提案されている研究は、彼の貢献が大きい。一方で、今回の原稿には未掲載としたが、西合一矢氏（大阪府立大学)、伊藤洋一氏（兵庫県立大学・西はりま天文台)、秋田谷洋氏（広島大学）には、低質量星生成のいくつかの研究課題について大変有意義な議論をさせていただいた。

星生成、惑星系形成の分野とも、実際にたずさわる研究の範囲を越え、この冊子でも述べる他のいくつかの分野と密接な関係にある。星生成については、系外銀河や宇宙金属進化史の研究とのシナジーについて検討する上で、サイエンス検討班の大内正己班長（初代天体・再電離)、田中賢幸班長（銀河進化・構造形成)、田中雅臣班長（恒星物理・超新星・晩期型星)、この他大山陽一氏、Wei-Hao Wang 氏、Yen-Ting Lin 氏（以上台湾中央研究院）と有意義な議論をさせていただいた。惑星系形成については、系外惑星班の河原創氏とも有意義な議論をさせていただいた。

2014 年 9 月の光天連シンポジウムは、検討班を越えてサイエンスの内容を検討する貴重な機会であった。上に述べた西合氏、伊藤氏、秋田谷氏の他、内山瑞穂氏（東京大学)、小谷隆行氏（国立天文台)、日下部展彦氏（国立天文台)、関口朋彦氏（北海道教育大学)、津村耕司氏（東北大学）に有意義な議論の機会をいただいた。

以上の方々に、この場を借りてお礼を申し上げたい。

表 3.12: 必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
個々の星の誕生過程および質量決定：大質量星 (§3.10.3)						
スペース、南極	≥ 2 m	分光	近赤外	$(1-3)\times10^4$	—	—
地上大口径	≥ 25 m	撮像	中間赤外	—	$\gg 10''$	$\sim 0''.1$
地上大口径	≥ 25 m	分光、分光撮像	近・中間赤外	$\geq 10^3$	—	$\sim 0''.1$
スペース	> 2 m	撮像	近・中間赤外	—	$\gg 10''$	$\sim 0''.1$
個々の星の誕生過程および質量決定：若い褐色矮星および惑星質量天体 (§3.10.3)						
スペース	$\gg 1$ m	測光、分光、分光撮像	近・中間赤外	~ 1000	$<5''$	$<0''.5$
スペース	> 1 m	測光、分光	遠赤外	300–1000	—	—
集団としての星生成：IMF(§3.10.4)						
地上大口径	$\gg 10$ m	撮像・測光	近赤外	—	$> 10'$	$\sim 0''.5$
地上・宇宙	≥ 8 m	多天体分光	近赤外	~ 1000	$> 10'$	$\sim 0''.5$
集団としての星生成：赤外暗黒星雲の星形成 (§3.10.4)						
スペース赤外	> 2 m	撮像・分光	中間・遠赤外	~ 1000	$> 1'$	$< 5''$
地上大口径	$\gg 8$ m	撮像	中間赤外	—	$\gg 10''$	$\ll 1''$
惑星系形成の黎明 (§3.10.5)						
地上	~ 30 m	撮像	可視・近赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.03$
地上	~ 30 m	撮像	中間赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.1$
地上	> 8 m	面分光	近赤外	> 10	$> 10''$	$\leq 0''.03$
地上	≥ 30 m	空間分解分光・IFU	中間・遠赤外	> 300	$> 10''$	$\sim 0''.1$
地上	> 8 m	高分散分光	近・中間赤外	$\sim 10^5$	$> 10''$	—
スペース	> 2 m	分光	遠赤外	> 300	$> 10''$	—
スペース	> 2 m	分光	中間・遠赤外	$\sim 10^3$	$> 10''$	—
ガス惑星の形成 (§3.10.6)						
地上	~ 30 m	撮像	可視、近赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.02$
地上	~ 30 m	撮像	中間赤外	—	$\sim 5''$	$\leq 0''.1$
地上	~ 30 m	（面）分光	近–中間赤外	10^4-10^5	—	$\sim 0''.02$
スペース赤外	≥ 2 m	分光	中間–遠赤外	$(1-5)\times10^3$	—	$\sim 0''.02$
残骸円盤—地球型惑星形成期以降の星周環境 (§3.10.7) （CG:コロナグラフ）						
地上	~ 30 m	CG 偏光撮像、偏光分光撮像	近赤外	—	$\sim 20''$	$\sim 0''.02$
地上	~ 8 m	CG 偏光分光撮像	可視	~ 50	$\sim 20''$	$\sim 0''.02$
スペース赤外	≥ 2 m	連続放射成分の測光、分光	中間–遠赤外	$\sim 10^3$	—	—
惑星分布から探る形成過程 (§3.10.8)						
地上	~ 8–30 m	高解像高コントラスト撮像	近–中間赤外			
地上	~ 8–30 m	高分散分光	近–中間赤外			
スペース	≥ 2 m	撮像、低分散分光	中間–遠赤外			
地上・スペース	≥ 1 m	トランジット/マイクロレンズ	可視–近赤外			
地上	~ 1 m	高分散分光	可視–近赤外			
スペース	~ 1 m	アストロメトリ	可視			
原始惑星系円盤における有機高分子の成長—生命系形成の黎明 (§3.10.9)						
地上	~ 30 m	（面）分光	近–中間赤外	10^4-10^5	—	$\sim 0''.02$
スペース赤外	≥ 2 m	分光	中間–遠赤外	$(1-5)\times10^3$	—	—

参考文献

[1] 片岡章雅、天文月報 2014 年 5 月号、278

[2] すばる望遠鏡プレスリリース (2013/8/4)
[3] Adachi, I. et al. 1976, Prog. Theor. Phys., 56, 1756
[4] Alexander, R. et al. 2014, in Protostars and Planets VI, ed. H. Beuther, R. Klessen, C. Dullemond, and Th. Henning, (Tucson: Univ. Arizona Press), 475
[5] Andre, P., Ward-Thompson, D., & Greaves, J. 2012, Science, 337, 69
[6] Arce, H. G. et al. 2007, Protostars and Planets V, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, and K. Keil (Tucson: Univ. Arizona Press) p.245
[7] Bai, X.-N., 2013, ApJ, 772, 96
[8] Battersby, C., Bally, J., Jackson, J. M., et al. 2010, ApJ, 721, 222
[9] Beichman, C. A., Tanner, A., Bryden, G., et al. 2006, ApJL, 639, 1166
[10] Belloche, A., Garrod, R. T., Müller, H. S. P. & Menten, K. M. 2014, Science, 345, 1584
[11] Bergin, E. A., Cleeves, L. I., Gorti, U. et al., 2013, Nature, 493, 644
[12] Bitner, M. A., Richter, M. J., Lacy, J. H. et al., 2008, ApJ, 688, 1326
[13] Blum, J. & Wurm, G. 2008, ARA&A, 46, 21
[14] Brown, J. M. et al. 2013, ApJ, 770, 94
[15] Bockelee-Morvan, D., Gautier, D., Hersant, F., Huré, J., & Robert, F,. 2002, A&A, 384, 1107
[16] Canup, R. M. & Ward, W. R., 2006, Nature, 441, 834
[17] Carr, J. S. & Najita, J. R., 2008, Science, 319, 1504
[18] Ciesla, F. J. 2007, Science, 318, 613
[19] Crida, A. et al., 2006, Icarus, 181, 587
[20] Currie, T., et al. 2014, ApJL, 796, id.L30
[21] de Wit, W.J. et al. 2009, A&A, 494, 157
[22] Dent, W. R. F., Thi, W. F., Kamp, I. et al. 2013, PASP, 125, 477
[23] Elias, J. H. et al. 2006, SPIE Proc., 6269,122
[24] Fabian, D., Jäger, C., Henning, T., Dorschner, J., & Mutschke, H. 2000, A&A, 364, 282
[25] Forgan, D. et al. 2015, MNRAS, 447, 836
[26] Fortney, J. J. et al., 2008, ApJ, 683, 1104
[27] Fujiwara, H., Ishihara, D., Onaka, T., et al. 2013, A&A, 550, A45
[28] Fung, J. et al., 2014, ApJ, 782, 88
[29] Garaud, P., & Lin, D. N. C., 2007, ApJ, 654, 606
[30] Gibb, E. L. & Horne, D., 2013, ApJ, 776, L28
[31] Goto, M., Usuda, T., Dullemond, C. P. et al. 2006, ApJ, 652, 758
[32] Greene, T., 2001, American Scientist, vol. 89, Issue 4, p.316
[33] Guilloteau, S. et al. 2011, A&A, 529, id.A105
[34] Guilloteau, S. et al. 2012, A&A, 547, 84
[35] Hacar, A. et al. 2013, A&A, 554, 55
[36] Harker, D. E., & Desch, S. J. 2002, ApJ, 565, L109
[37] Hayashi, C., 1981, Progress of Theoretical Physics Supplement, 70, 35
[38] Hayashi, C., Nakazawa, K. and Nakagawa, Y., 1985, Protostars and Planets II, 1100
[39] Hennebelle, P., & Chabrier, G. 2008, ApJ, 684, 395
[40] Hillenbrand, L. 1997, AJ, 113, 1733
[41] Honda, M., Inoue, A. K., Fukagawa, M., et al., 2009, ApJL, 690, L110
[42] Hughes, M. et al. 2011, ApJ, 727, 85
[43] Ida, S., Lin, and D. N. C., 2004, ApJ, 604, 388
[44] Ida, S., Lin, D. N. C. and Nagasawa, M., 2013, ApJ, 775, 42
[45] Jackson J. M., Finn S. C., Rathborne J. M., Chambers E. T., Simon R., 2008, ApJ, 680, 349

[46] Johansen, A. et al. 2007, Nature 448, 1022
[47] Kataoka. A. et al. 2013, A&A, 557, L4
[48] Kemper, F., Vriend, W. J., & Tielens, A. G. G. M. 2004, ApJ, 609, 826
[49] Knez, C., Lacy, J. H., Evans, N. J., van Dishoeck, E. F. & Richter, M. J. 2009, ApJ, 696, 471
[50] Kobayashi, H., Bockelée-Morvan, D., Kawakita, H., et al. 2010, A&A, 509, 80
[51] Konopacky, Q. M., Barman, T. S., Macintosh, B. A., & Marois, C., 2013, Science, 339, 1398
[52] Kraus, A. L. & Ireland, M. J. 2012, ApJ, 745, 5
[53] Krouopa, P., 2008, "The Metal-Rich Universe", 227
[54] Krouopa, P. et al. 2013, "Planets, Stars and Stellar Systems Vol.5", 115
[55] Lagrange, A.-M., Bonnefoy, M., Chauvin, G., et al. 2010, Science, 329, 57
[56] Lin, D. N. C. and Papaloizou, J., 1986, ApJ, 307, 395
[57] Linsky, J. L. 2007, Space Sci. Rev. 130, 367
[58] Mandell, A. M., Bast, J., van Dishoeck, E. F. et al. 2012, ApJ, 747, 92
[59] Martin-Zaïdi, C., Habart, E., Augereau, J.-C. et al., 2009, ApJ, 695, 1302
[60] Masunaga, H. & Inutsuka, S., 1999, ApJ, 510, 822
[61] Matthews, B. C., Krivov, A. V., Wyatt, M. C., Bryden, G., & Eiroa, C. 2014, in Protostars and Planets VI, ed. H. Beuther, R. Klessen, C. Dullemond, and Th. Henning, (Tucson: Univ. Arizona Press), 521
[62] Melis, C., Zuckerman, B., Rhee, J. H., et al. 2012, Nature, 487, 74
[63] Meyer, M. R., Backman, D. E., Weinberger, A. J., & Wyatt, M. C. 2007, in Protostars and Planets V, ed. B. Reipurth, D. Jewitt and K. Keil (Tucson: Univ. Arizona Press), 573
[64] Mizuno, H. et al., 1978, PTP, 60, 699
[65] Mordasini, C., Alibert, Y. and Benz, W., 2009, ApJ, 501, 1139
[66] Muto, T. et al., 2012, ApJL, 748, 22
[67] Najita, J. R., Carr, J. S., Strom, S. E. et al., 2010, ApJ, 712, 274
[68] Najita, J. R., Carr, J. S., Pontoppidan, K. M., et al., 2013, ApJ, 766, 134
[69] Neill, J. L., Bergin, E. A., Lis, D. C. et al., 2014, ApJ, 789, 8
[70] Oasa, Y. et al. 2006, AJ, 131, 1608
[71] Oasa, Y. et al. 2008, AJ, 136, 1372
[72] Öberg, K. I., Murray-Clay, R., & Bergin, E. A. 2011, ApJ, 743, L16
[73] Oka, A., Inoue, A. K., Nakamoto, T., & Honda, M., 2012, ApJ, 747, 138
[74] Okamoto, Y. K., et al. 2004, Nature, 431, 660
[75] Padoan, P & Nordlund, Å 2004, ApJ, 617, 559
[76] Pascucci, I. et al. 2011, ApJ, 736, 13
[77] Peretto, N., & Fuller, G. A. 2009, A&A, 505, 405
[78] Pinilla, P. et al. 2012, A&A, 538, 114
[79] Pollack, J. B. et al., 1996, Icarus, 124, 62
[80] Pontoppidan, K. M., Blake, G. A., van Dishoeck, E. F. et al., 2008, ApJ, 684, 1323
[81] Pontoppidan, K. M., Salyk, C., Blake, G. A. et al., 2010, ApJ, 720, 887
[82] Pontoppidan, K. M., Salyk, C., Blake, G. A. & Käufl, H. U. 2010, ApJ, 722, L173
[83] Pontoppidan, K. M. et al. 2011, ApJ, 733, 84
[84] Pontoppidan, K. M., Salyk, C., Bergin, E. A. et al. 2014, in Protostars and Planets VI, ed. H. Beuther, R. Klessen, C. Dullemond, and Th. Henning, (Tucson: Univ. Arizona Press), 363
[85] Quanz et al., 2013, ApJL, 766, id.L1
[86] Quanz, S. P. et al. 2015, ApJ, 807, 64
[87] Robberto, M. et al. 2004, ApJ, 606, 952
[88] Salyk, C., Pontoppidan, K. M., Blake, G. A. et al. 2008, ApJ, 676, L49

[89] Sargent, B. A., et al. 2009, ApJS, 182, 477
[90] Shepherd, D. S., Povich, M. S., Whitney, B. A. et al. 2007, ApJ, 669, 464
[91] Shuping, R. Y. et al. 2004, AJ, 128, 363
[92] Simon, R., Jackson, J. M., Rathborne, J. M., & Chambers, E. T. 2006, ApJ, 639, 227
[93] Suzuki, T. K., and Inutsuka, S. -i., 2009, ApJL, 691, L49
[94] Tan, J. C. et al. 2014, Protostars and Planets VI, 149
[95] Tanaka, H. et al. 2002, ApJ, 565, 1257
[96] van Boekel, R., et al. 2004, Nature, 432, 479
[97] van der Tak, F.F.S. et al. 2005, A&A, 431, 993
[98] Vinkovic, D. 2009, Nature, 459, 227
[99] Weidenschilling, S.J. 1977, MNRAS, 180, 57
[100] Wilcock, L. A., Ward-Thompson, D., Kirk, J. M., et al. 2012, MNRAS, 422, 1071
[101] Wyatt, M. C., Kennedy, G., Sibthorpe, B., et al. 2012, MNRAS, 424, 1206
[102] Zhu, Z. 2015, ApJ, 799, 16

3.11 系外惑星

3.11.1 検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

2009 年に打ち上げられた Kepler は銀河系に地球サイズの惑星が普遍的に存在することを示した。2010 年代後半には、Kepler の後継機である TESS や地上からの可視光や赤外線の高精度な視線速度法観測によって太陽系近傍で数多くの地球サイズの惑星が発見され、「地球型系外惑星」という新たなキーワードにむかって研究はさらに加速するだろう。以上を踏まえて、2020 年代に取り組むべき 3 つの科学的テーマについて述べる。

- **太陽系を含めた多様な惑星系の起源の解明** – 多様な惑星系の起源解明において鍵になるのが恒星周りでの惑星のアバンダンス（頻度分布）である。これまで、地上の視線速度法観測や Kepler によって、雪線より内側の惑星のアバンダンスが明らかになってきた。2020 年代に打ち上げが計画されている広視野赤外線衛星（WFIRST-AFTA）の重力マイクロレンズ観測は、その惑星の分布に関する我々の部分的な理解を大きく進めることが期待される。WFIRST-AFTA は、広視野かつ宇宙からの高い角度分解能を活かした銀河系中心の観測を通して、ハビタブルゾーンの外縁部から雪線の外側にある地球質量までの軽い惑星の検出を可能とする。先の Kepler によるトランジット観測の結果と併せることによって、木星型惑星から地球型惑星までの雪線外側までの惑星分布を完全に明らかにすることが期待される。特に、この改訂は代表的な惑星形成論のコア集積理論に大きな観測的な制約をもたらすだろう。WFIRST-AFTA に加えて、2020 年代には、高精度の赤外線アストロメトリ観測の JASMINE による褐色矮星を含む晩期型星周りの惑星探査や、岡山天体観測所をはじめとしてこれまで長期観測を進めてきた地上の視線速度法による長周期惑星の探査が、本テーマに重要な貢献をする。

- **惑星の物理・化学現象の包括的な理解** – 発見された惑星は、トランジットの光度変動や惑星大気の分光観測によって惑星の軌道や大気組成の理解が進められる。まず、その口火を切るのが 2018 年に打ち上げ予定の JWST である。JWST は、口径 6.5 m の可視光から中間赤外線までの汎用望遠鏡でありながら、非常に高い指向精度を有するため、高安定の分光観測が実現される。その結果、HST や Spitzer でのトランジット分光観測に比べて質の高いデータを提供する。特に、広い波長帯域を活かした惑星の大気分光によって惑星のスペクトルが明らかにされる。また、高安定な分光器によって木星型惑星からスーパーアースまでの大気組成を精密に測定することが期待される。さらに、2020 年代には、WFIRST-AFTA に搭載が検討されている可視光コロナグラフも鍵になるだろう。可視光コロナグラフは、スペース望遠鏡としては初めて、望遠鏡の光学系をリアルタイムに補正する可変形鏡が搭載される。これによって、2 m 級の望遠鏡ではあるものの、離角 0.1 秒角でコントラスト 10 の -9 乗という高い仕様を達成し、惑星からの反射光の直接検出に初めて成功するだろう。これらの計画に加えて、望遠鏡が高安定な SPICA や地上からの水蒸気観測が可能な南極望遠鏡での惑星のトランジット分光観測も追求することが重要であろう。

- **地球生命を基本とした生命居住可能性（ハビタビリティ）の理解と宇宙における生命現象の探査** – 2010 年代後半から 2020 年代前半にかけては、広視野かつ高精度の測光が行なわれる TESS および PLATO が打ち上げられ、また地上からはすばる望遠鏡をはじめとした赤外線視線速度法観測が大規模に世界的に行なわれ、太陽系近傍の恒星周りのトランジット惑星の発見が一気に進められる。これらの計画は、Kepler および WFIRST-AFTA が惑星のアバンダンスを調査することと相補的であり、M 型星周りのハビタブルゾーンにある地球サイズの惑星にも感度を有するので、将来の直接撮像やトランジットでの惑星の分光観測の重要な一歩になるであろう。発見された惑星の一部については、TMT での極限補償光学による反射光検出や JWST の透過光分光によって、スーパーアースまでの分光観測が進められ、ハビタビリティの理解において鍵となる水蒸気や二酸化炭素の検出が行なわれる。そして、2030 年代に向けた、宇宙望遠鏡における本格的な宇宙生命探査につながるであろう。

3.11.2　初めに

1995 年に太陽以外の恒星を周回する惑星（系外惑星）が発見されて以来、現在までに 1000 を超える系外惑星が確認されている。これらの発見は、多様な惑星系の姿を次々と明らかにし、太陽系という惑星系の比較対象をもたらすことによって、私たちの宇宙観を大きく変えることになった。1995 年以前まで太陽系に閉じていた惑星形成論は見直されることを余儀なくされ、より普遍的な「惑星系形成論」の構築が試みられている。また、8 つの太陽系惑星を詳細に調べる惑星科学は、1000 を超える個々の系外惑星にも対象を広げ、各惑星の物理的・化学的現象を包括的に理解する取り組みが始まったところである。そして、系外惑星分野における究極的な目標が、「宇宙における生命」の発見である。なぜなら、地球生命を宇宙の中のひとつの個体として捉えることになり、私たちの生命観をも変えることにつながるからである。宇宙における生命の探査は、学問の急速な発展を通して現実味を帯びつつある。このように、太陽系外惑星という新しい学問領域は、前節の 3 つの科学テーマを中心に相互発展するだろう。

本節では、大別して次の 3 つのサブセクションから構成される。初めに、2010 年代末から 2020 年代の初頭に大きく理解が進むであろう、自己放射天体の観測的研究について 3.11.3 節で述べる。自己放射天体の観測的研究は、これらの天体探査からその分布が明らかにされ、その惑星形成・進化論を発展させる研究であると同時に、各天体の特徴づけから系外惑星科学への足がかりにもなる研究である。なお、惑星分布から探る形成過程の研究や今後の惑星探査の展望に関しては、前節「星惑星系形成」（3.10.8 節）を参照されたい。次に 3.11.4 節では、現在進められている惑星大気の分光観測に基づいて、2020 年代に系外惑星科学がどのように発展するかを議論する。最後の 3.11.5 節では、2020 年代後半から 2030 年代にかけて研究が進められる、ハビタブル惑星の大気の観測的研究について述べる。この研究は、宇宙における地球生命の居住可能性の理解を大きく発展させることが期待される。

本分野は他の分野に比べて新しく、急速に発展している。従って、革新的な技術や観測手法の登場によって、その進展は一気に加速する。この章で述べることは、あくまでも現状の技術や観測手法を前提にしており、2020 年代初頭には、本分野の状況は全く異なる可能性があることに注意いただきたい。

3.11.3　若い惑星・褐色矮星（自己放射天体）の観測的研究

1995 年に褐色矮星 [53]、2008 年には形成直後（約 50 万年）の系外惑星 [49] の直接撮像に成功した。この二つの天体は、熱源は異なるものの自らの熱放射で輝く、自己放射天体として括られる。木星質量の 72 倍から 13 倍が褐色矮星、木星質量の 13 倍以下が惑星として定義されているが、観測的には連続的なものとして認識することができる。2020 年代には、これらの自己放射天体の特徴づけを通して、褐色矮星や惑星の形成・進化、その大気構造の理解が進むことが予想される。本節では、本分野の研究背景について簡単に総括し、2020 年代に展開される研究について述べる。

研究背景

自己放射天体の研究は、対象天体が明るいため、その光を直接捉える直接撮像法が適している。ただし、恒星の周りを周回する惑星については、主星のハローによって対象天体の光が埋もれるため、直接捉えることは困難となる。この場合、高コントラスト装置（補償光学とコロナグラフ）の性能に応じて、主星からの距離に応じた伴星の検出限界が決定される。代表的な直接撮像による自己放射天体の探査には、すばる望遠鏡を用いた Strategic Exoploration of Exoplanets and Disks with Subaru (SEEDS) 計画がある。SEEDS 計画は、400 に及ぶ数の恒星を観測するなど、 大規模な探査を進めてきた。その結果、太陽型恒星 GJ 504 から約 44 AU 離れた距離を公転する巨大惑星 GJ 504b や B 型の恒星 κ And を公転する惑星候補天体 (κ And b) などを発見するに至った [40; 10]。また、それらのサンプルの統計的分析からは、数十 AU 以上の軌道長半径をもち、質量が木星の数倍以上の惑星、もしくは褐色矮星質量の伴星が稀な存在であることが示唆されている [80; 8]。

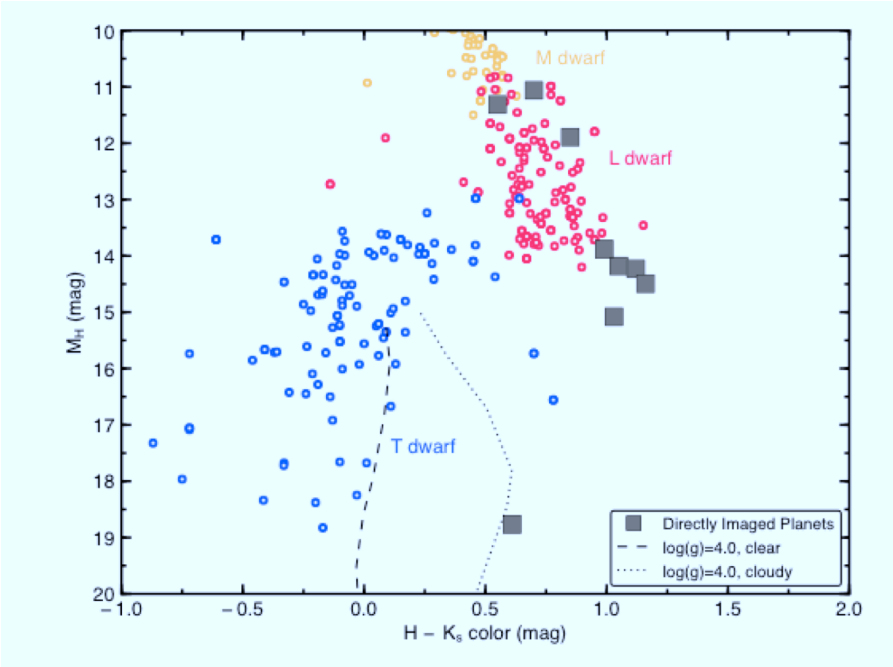


図 3.103: 直接撮像された惑星と距離が視差から測定されている褐色矮星の色-等級図 ($H - K_s$ vs. M_H)。円のプロットは MLT 型矮星のデータ [19; 20]。直接撮像惑星に対するプロットは、HR 8799 bcde [49; 65; 15]、β Pic b [75; 15]、2M 1207b [18; 50; 12]、 1RXJ 1609b [82; 41]、AB Pic b [75; 13]、GJ 504b [75; 31] に対するデータ。破線と点線は、大気モデル計算による 200-900 K の有効温度および $\log(g) = 4$ の表面重力をもつ天体の色-等級関係 [51; 43; 62; 63]。破線と点線は、雲なし (clear) のモデルと比較的雲に富んだ (cloudy) モデルをそれぞれ示す。一部の直接撮像された惑星は、$H - K_s$ vs. M_{K_s} 図上では MLT 型矮星と比較して異なる位置にプロットされることがわかる。例えば、 SEEDS で検出された GJ 504b のカラーについてもその様な特殊性がある。 GJ 504b は late-T 型褐色矮星に相当する温度をもっていると推測されているが [40]、その $H - K_s$ カラーは T 型褐色矮星に比べて赤い。この様なカラーの特殊性は、自己放射惑星と褐色矮星との間で、表面重力、金属量、または雲の特性が異なることが原因かもしれない (例えば [5; 48; 40; 31])。そのような特性に差異が現れることで色等級関係が変化することは、図中のモデルによる色-等級関係が雲の量に依存して変化することからもわかる。

Brandt らによる分析 [8] からは、仮定した惑星分布則に依存するが、1–3 %程度の恒星がそのような質量の伴星をもつことが導出された。

これまでに発見された天体は図 3.103 に示す色-等級図によって分類される。また、分光観測によってスペクトルが取得されてきた。それらは、有効温度、表面重力、大気構造、さらには金属量、化学組成を導出・制限することにつながっている。例えば、日本の赤外線天文衛星「あかり」により取得された褐色矮星の近赤外線スペクトルの解析により、太陽元素組成からずれた C と O の元素存在量を持つ褐色矮星の存在や、彩層活動を有する褐色矮星が発見された [74; 69; 68]。また、SEEDS 探査により見つかった GJ 504b の $J - H$ カラーは極低温の T 型褐色矮星のカラーに近く （図 3.103 参照)、その惑星が非常に低温であることが示唆される [40]。実際に、その大気が低温であることは、T 型褐色矮星に特徴的なメタンが GJ 504b に対して検出されたことからも裏付けられた [31]。さらに近年では、高分散分光を用いて惑星の自転速度や組成を導出する技術も考案された。2020 年代には、望遠鏡および観測装置の性能向上によって、1. 新しいパラメータスペースにある天体を対象に、2. より確度の高い特徴づけが可能となることが期待される。

大気の観測的研究

2020 年代は、TMT および SPICA の登場によって、高感度化、高空間分解能化、広帯域化が期待される。これらは、新たな領域にある褐色矮星や惑星の発見につながるだけでなく、その個々の褐色矮星や惑星の特徴づけにつながる。褐色矮星のような低温天体の大気は、分子やダストに支配されているため大変複雑な構造をしており、もはや恒星大気の延長線上にはなく、特有の物理を考えなければならない。2000 年代では、分子化学やダストの生成・沈降の効果を組み込んだ褐色矮星の進化モデルや大気モデルが発達した。放射・対流平衡に基づくモデルは、近赤外線領域の断片的な観測データをほぼ再現することができているが、長波長側の観測スペクトルもあわせた広波長領域の観測スペクトルを説明することは困難である。これは、既存の大気モデルが褐色矮星の高度方向の構造を再現できていない、あるいは、水平方向に構造をもつとすれば、それを考慮する必要があることを意味している。最近の測光観測による変光のモニタリング [3; 57] や、高分散分光データを用いたドップラーマッピング [14] により、水平方向に構造があることが明らかになってきた。鉛直方向についても、複数の観測波長バンドにおける変光の位相差から、異なる高度にダスト雲が存在している可能性が示唆されている [6]。より現実的な圧力–温度-プロファイルを導出するためには、動力学過程を考慮した大気構造を考えていく必要があるだろう。

褐色矮星同様に自己放射惑星に対しても、カラーやスペクトルを分析することによるその特徴付けが進んでいる。まず、発見された惑星に対して比較的容易に取得できる情報は、惑星のカラー（図 3.103 参照）や低分散スペクトルである。これらの情報は、惑星の温度や表面重力に加えて、大気構造、さらには金属量の制限につながる。中分散スペクトルは惑星の大気組成の制限に役立つ。特に惑星大気中の C や O の存在量や、その比の導出ができれば惑星の形成起源を制限することにつながる [54]。実際に、惑星 HR 8799c に対する中分散分光観測 (分解能約 4000、K バンドの波長帯) が Keck で行われ [37]、その大気中の C や O の量や、その比の導出が試みられた。その結果、様々な不定性のため確かな結論を得るには至っていないが、HR 8799c がコア集積を経て形成されたことが示唆された。高分散分光観測も自己放射惑星の特徴付けにおいて有効な手法である。高分散分光を行う上で最大の障害は、十分な S/N を確保するのに必要な積分時間が膨大になることである。そのため、通常の高分散分光観測を自己放射惑星に適用するのは非現実的である。しかし、これを可能にする手法が近年開発され、VLT 望遠鏡の観測に適応された。この手法では、高分散分光によって取得した観測スペクトル中の吸収線と、モデルスペクトルの吸収線の自己相関関数を計算する。それを非常に多くの吸収線に対して行うことで、自己相関関数の S/N を向上させる。モデルスペクトルにおいて分子組成や惑星の自転速度をパラメータにした場合、それらを測定できる。自転速度の測定には、高い波長分解能が必要になり、その測定は高分散分光によって初めて可能になる。実際に、VLT 望遠鏡による β Pic b に対する観測では、その惑星の自転速度が制限されている [67]。2020 年代では系外惑星の特徴付けに対して、さらに重要な進展が期待できる。例えば、TMT などの大望遠鏡で得られる集光能力は特に分光観測に対して効力を発揮する。現在のところ、自己放射惑星の分光観測は HR 8799c の様な明るい惑星に限られているが、上で説明した様な中分散分光観測も同程度の明るさの惑星に対しては 8m 級望遠鏡で可能である。しかし、より暗い惑星に対してはどうであろうか。例えば、SEEDS で検出された GJ 504b は HR 8799c より約 0.05 倍暗い[5]。HR 8799c の Keck 分光観測では 5.5 時間で S/N=30 のスペクトルが得られているが、同じ分解能で同様の観測を 0.05 倍暗い惑星に対して行った場合、S/N=30 のスペクトルを取得するには 100 日近い積分時間が必要になり、S/N=10 でも 10 日は必要になる。この様に、暗い惑星に対して中分散の分光観測から特徴付けを行うのは 8m 級では厳しい。一方、 30m 望遠鏡で GJ 504b に対して S/N=10 かつ R=4000 のスペクトルを得ようとした場合、必要積分時間は 1 日よりも短くなる可能性が高い[6]。従って、2020 年代に TMT などの 30 m 級望遠鏡によって感度の向上がなされれば、GJ 504b と同程度、またはより暗い自己放射惑星に対しても、中分散の分光観測を用いた特徴付けが可能になる。高分散分光による観測に対しても、現在可能な水準よりもさらに暗い天体に対して可能になるだろう。

2020 年代での褐色矮星や自己放射惑星の特徴付けに対しては、SPICA や JWST などの宇宙望遠鏡の活躍

[5] K_s-band での比較

[6] ここでは、Keck での分光観測が background limit に達していると仮定して、計算を行っている。2020 年代では、コントラストの面でさらなる改善が見込まれるため、より短い積分時間ですむ可能性は高い。

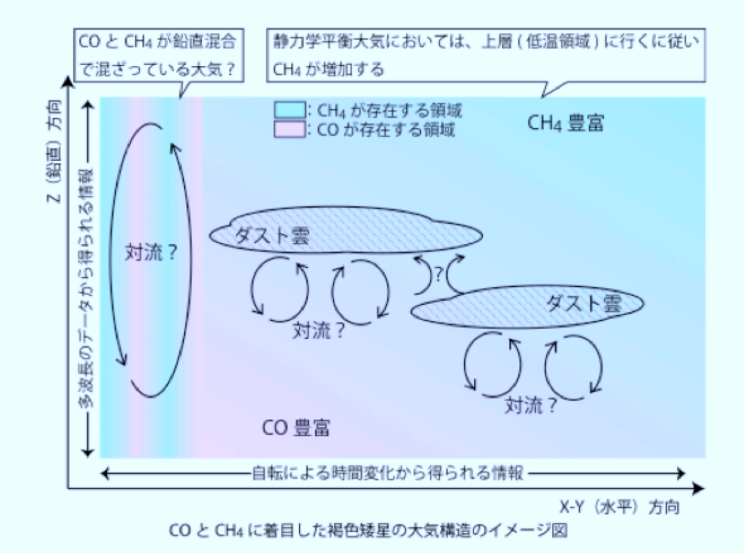


図 3.104: 褐色矮星の大気構造モデルと推定方法

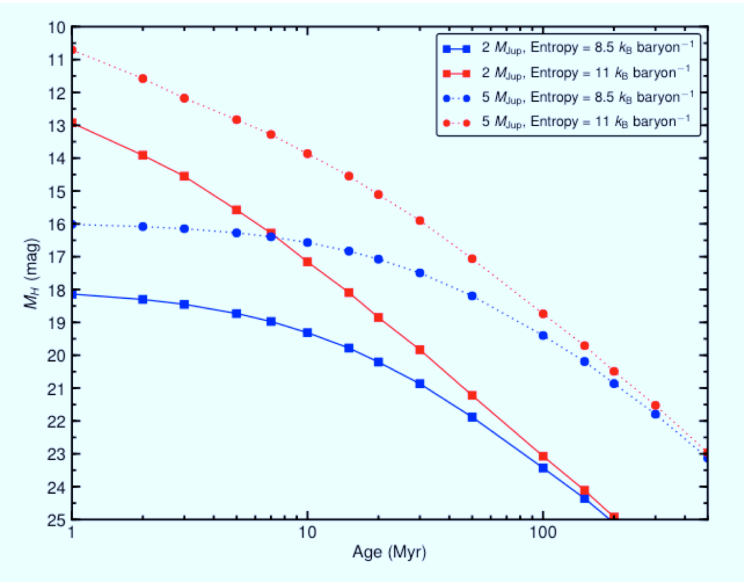


図 3.105: 初期エントロピーに依存した惑星の光度進化。Spiegel と Burrows によるモデル [71] を示す。モデルは、木星質量 ($M_{\rm Jup}$) の 2 倍、 5 倍の質量をもつ惑星に対する H-band での光度進化。直接撮像観測では、惑星光度進化モデルと惑星の年齢 (=主星の年齢) と測定された惑星光度を比較することで質量が導出される。惑星の光度・温度進化は惑星が形成時に獲得したエントロピーに依存する (例えば [47; 71])。図では比較的高い初期エントロピーをもっている場合 (hot start) と、低い初期エントロピー (cold start) をもっている場合の 2 通りの光度進化モデルを表示。

も期待できる。低温の巨大惑星や褐色矮星は、4 μm よりも長い波長からの放射が一番大きいからである [21]。そこで、1–20 μm の同時分光観測が実現されれば、褐色矮星や惑星の三次元構造が明らかになるだろう（図 3.104）。褐色矮星と自己放射惑星に対する特徴づけは TMT などの超大型望遠鏡やスペースからの SPICA や JWST により、2020 年代で精力的に展開されることが期待される。

惑星進化・大気モデルの確立に向けて

これまで説明した褐色矮星および惑星の光を直接観測することによる研究では、主にその観測された光度やスペクトルを、それらの理論モデルと比較することで、対象天体の物理特性が導出される。しかし、これらのモデルにはいまだ不定性があることが知られており、観測から物理量を導出するために大きな問題になる [47]。例えば、直接撮像観測された惑星の質量を推定する際は、巨大惑星の進化モデル (例えば [4; 71]) を通して質量を推定する (図 3.105 参照)。従って、モデルの不定性は、導出された質量の不定性となる。惑星質量は、その特性や形成過程を議論する上で極めて重要な物理量であり、確度の高い推定が要求されるが、これらのモデル不定性がその障壁になってきた。GAIA や JASMINE 計画では、アストロメトリにより数 AU から数十 AU の距離にある若い巨大惑星の検出と質量の推定も可能であり [11]、それらに対して直接撮像観測から光度を測定することで、質量と光度の経験的な関係式が導出できる。その関係式は、単にモデルの較正を行なうだけでなく、モデルへの観測的な制限を通して惑星の形成・進化の理解に大きく貢献する。

また、別のアプローチとしては、自己放射天体の半径を直接導出できる宇宙干渉計がある。現在、大気を特徴付ける重要な物理量の一つである有効温度は、断片的な観測データと大気モデルとの比較により決定されているが、モデル依存性が大きいため不定性も大きい。将来、日本が主導する FITE 計画が発展し、宇宙干渉計により半径が直接測定されれば、確度の高い有効温度を導出することができ、この物理量の制約により、大気モデルの改良が大きく改善される。また、観測から推定される半径が、進化モデルで得られる理論値より小さい天体が多く発見されているが [70]、宇宙干渉計はこの問題をも解決し、同時に進化モデルの構築も期待される。

3.11.4　系外惑星科学

これまで地球科学の知見をもとに、太陽系内の惑星の大気構造や内部構造が研究され、各惑星の類似性や特殊性が議論されてきた。2020 年代には、可視光から中間赤外線までの高安定な分光測光を実現する JWST や ARIEL 計画、地上からの TMT での直接撮像やトランジット分光によって惑星大気に関するより詳細な情報が得られることで、こうした議論が系外惑星にまで広がることが予想される。すなわち、太陽系内の天体に対して行ってきた詳細な惑星科学研究を、そのまま系外惑星の分野に応用することで、系外惑星も含めた惑星系の一般性や特殊性を議論することができるようになる。それにより、太陽系や地球、そして我々自身を相対的に捉えることができるようになるはずであり、これは系外惑星科学の重要な科学的意義の一つであると考える。本節では、惑星の構成要素が異なる、ガス惑星・スーパーアースと岩石惑星に分けて議論する。

2020 年代までの発見

中心星の近く（公転周期が 7–10 日以下）の軌道を回る巨大ガス惑星を「ホットジュピター」と呼ぶ。その存在確率は必ずしも高くなく、太陽型恒星が巨大ガス惑星を持つ確率が 10–20 %程度であるのに対し、ホットジュピターの存在確率は 1 %程度でしかない。しかし、中心星に近い軌道を持つ大きな惑星は、視線速度法でもトランジット法でも観測しやすく、惑星の内部構造や大気組成などに関して詳細な研究が行われているものも多い。一方、2010 年代までの精力的な系外惑星探索によって、銀河系には地球と海王星の中間のサイズをもつ「スーパーアース」が最も豊富に存在することが明らかとなった [22]。このタイプの惑星は太陽系には存在せず、その内部構造や形成機構は未だ大きな謎である。2020 年代には、スペースからの高精度なトランジット測光を実現する TESS および PLATO の打ち上げによって、太陽系近傍においてスーパーアースが多く発見されるだろう。後述のように、これらのスーパーアースの追観測によって、一般的な系外ガス惑星・スーパーアースの形成と進化についての議論が可能になることが期待される。

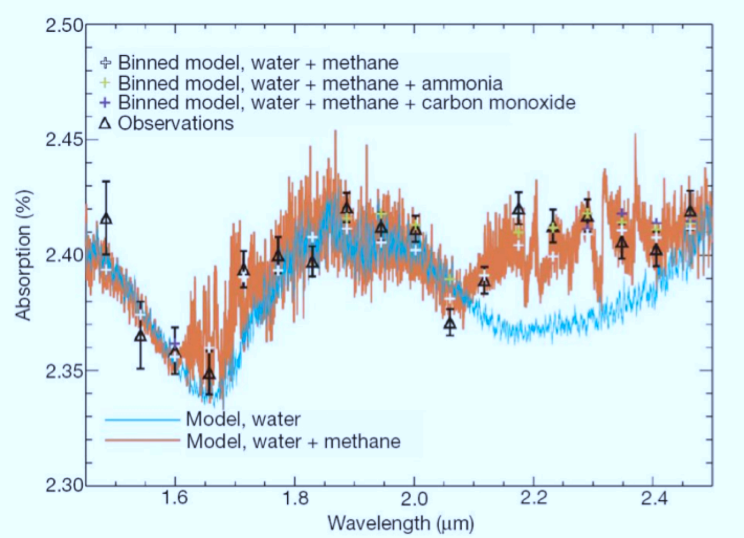


図 3.106: 惑星大気中の水とメタンによる吸収スペクトルに関する理論（橙線、青線）と観測データ（△）との比較 [73]（掲載許可取得済み）。高精度な分光観測は、大気に含まれる分子の吸収による惑星半径の波長方向の違いが検出され、大気組成の推定が可能である。

大気組成・構造

トランジット分光による大気の追加吸収を観測することにより、一次食では昼夜境界の大気・二次食では昼側の熱放射の特徴づけができる。これらの結果から、惑星大気中に存在する分子や温度分布の特徴が推定される。これまでに、惑星の大気を透過した近赤外の大気透過スペクトルの抽出、および惑星の日面からの中間赤外スペクトルの抽出により、惑星大気中のメタンや水分子等の存在が示唆された [73; 25]（図 3.106 参照）。一方、UV スペクトルによる水素輝線等の観測により、H_2 大気の流体力学的散逸が示唆された [76]。また、惑星の赤外放射の強度変化を観測することで、全球での温度分布が推定された [36]。ただし、いずれも観測結果を現存の理論モデルとの比較により解釈している点に注意が必要である。2020 年代には、TESS や PLATO によって発見される近傍のガス惑星やスーパーアースについて、可視光から中間赤外線までを連続的に観測できる JWST や ARIEL 計画によるトランジット分光、また地上の中口径望遠鏡の多色トランジット測光を通して、スーパーアースの大気組成や温度-圧力構造の詳細な理解が進むことが期待される。また、観測データに基づいた理論の再構築やそれに伴う観測結果の再解釈も並行して進められる。

雲・ヘイズ

雲やヘイズ（もや、微粒子）は大気をもつ太陽系内の惑星や衛星に普遍的に存在しており、同様に大気をもつ系外惑星にもそれらの存在が期待される。実際にこれまで、ホットジュピターからスーパーアースに至る複数のトランジット惑星において雲やヘイズの存在が観測から示唆されており [56; 39]、系外惑星においても雲やヘイズが一般的に存在する可能性が高まっている。雲やヘイズはアルベドを上昇させるため、惑星の地表や大気温度を決める重要なファクターとなる。特に、将来的に惑星のハビタビリティを議論する上で雲やヘイズの有無やその性質の理解は欠かせないものとなるであろう。また、トランジット惑星の大気中に雲やヘイズが存在していると、大気透過光スペクトルを観測した際に見られるはずの分子の特徴がなまらされるため、本来知りたい大気成分の検出が難しくなる。そのため、事前に雲やヘイズが存在した時のスペクトルの特徴を良く理解しておき、false negative（偽陰性）を避けるとともに、なまらされたスペクトルから大気成分をロバストに検出するための技術の開発が必要となる。さらに、将来的に多数の惑星の大気組成を大規模に調査する際、

雲やヘイズの影響が小さい惑星を効率良く選び出すことが重要であり、そのためには雲やヘイズの生成条件や存在頻度を知っておく必要がある。

これらは 2020 年代における重要な研究課題であり、様々な環境（温度や主星の金属量など）をもつ惑星に対して広い波長域で徹底的な透過光分光観測を行い、雲やヘイズの性質を明らかにしていく必要がある。例えば可視光域ではヘイズ粒子によるレイリー散乱効果の観測から粒子サイズや数密度、高度に関する情報が得られ [29]、赤外域では雲粒子の吸収スペクトルから粒子の種類を見分けることが可能である [77]。これらの観測には、すばる望遠鏡をはじめとした地上の大型望遠鏡による可視・近赤外多天体分光観測に加え、次期赤外線宇宙望遠鏡である JWST や SPICA などの活躍が期待される。一方、雲やヘイズの影響をあまり受けずに惑星の大気成分を検出する手法として、TMT などの地上の超巨大望遠鏡を用いた高分散分光観測も重要な役割を担うであろう [35]。

惑星の内部構造

(1) ガス惑星

惑星の質量と半径の両方が測定されることにより、その惑星の密度（内部構造）が推定される（図 3.107 参照）。その結果、内部に地球質量の数十倍から数百倍もの重元素を含む木星型惑星も珍しくないことがわかってきた（例えば HD149026b [61]）。一方で、重元素量が全く存在しない、すなわち水素・ヘリウムだけの惑星と考えても説明できないほど低密度な惑星も多数存在している。木星型惑星における重元素の獲得は、太陽系形成論においても残された課題の一つである。2020 年代には、10 年を超えるタイムスケールの視線速度法観測からの長周期惑星の発見や、高精度のアストロメトリ観測の GAIA や JASMINE によって雪線の外側での惑星が数多く発見される。これは、太陽系の木星や土星との直接的な比較が可能となるだろう。また、アストロメトリの全天探査から 1000 を超える木星型惑星が発見されると期待される。このように、木星型系外惑星の重元素量と中心星の特徴との相関などについて統計的な解析が進み、形成論的議論が大きく進展することが期待される。

(2) スーパーアース

これまでに Kepler などが発見した惑星の観測から、スーパーアースの多くは岩石のみでは説明出来ないほど平均密度が小さく、比較的多量の水や H/He ガスを含むことが分かってきた [44]。しかし、Kepler が発見したスーパーアース系の大半は太陽系から遠く質量の高精度測定が難しいため、未だ詳細なスーパーアースの半径–質量分布は得られていない。2020 年代においては、TESS や PLATO などによって多数の発見が期待されている太陽系近傍のトランジット・スーパーアースに対して、地上からの高精度な視線速度法観測によって半径のみならず質量を高精度に測定することでスーパーアースの内部構造の解明が大きく進むものと期待される。

一方、半径と質量の 2 つの情報だけでは、スーパーアースの主な成分として考えられる岩石、水、H/He ガスという密度の異なる 3 つの成分の存在比率を一意に決める事が出来ない。そのため、ある半径と質量をもつスーパーアースの内部組成は、岩石+H/He ガスという組成でも、水（H_2O）が大半を占めるような組成でも説明が出来てしまう。そこで、この内部組成の縮退を解くためのもう一つの手がかりとして、惑星の大気組成を調べることが重要となる。トランジット・スーパーアースに対する大気の透過光分光観測から水や水素の直接検出が可能なだけでなく、スペクトルの振幅から大気のスケールハイトが求まるため、大気の平均分子量が推定でき、その主成分に大きな制約を与える事が可能である（図 3.108 参照）。しかし、これまでのところ十分な観測精度で大気組成が調べられたスーパーアースは GJ1214b のただ一つであり、しかも惑星の大気上層に厚い雲がかかっているとみられ、いずれの大気成分も検出されていない [39]。2020 年代においては、今後多数の発見が期待される太陽系近傍のトランジット・スーパーアースの中から雲やヘイズの影響の少ない惑星を選び出し、地上大型望遠鏡やスペース大型望遠鏡の JWST や SPICA などを用いて高精度な透過光分光観測を行うことで、スーパーアースがもつ大気の一般的な組成を解明することが重要となるであろう。

(3) 岩石惑星

惑星半径がほぼコア＋岩石層で決まっている惑星をここでは岩石型惑星と呼ぶ。岩石型惑星は月のように表面がむき出しのもの、地球のような薄い大気層があるが岩石部分の表面情報が反射光等を通じて観測可能であ

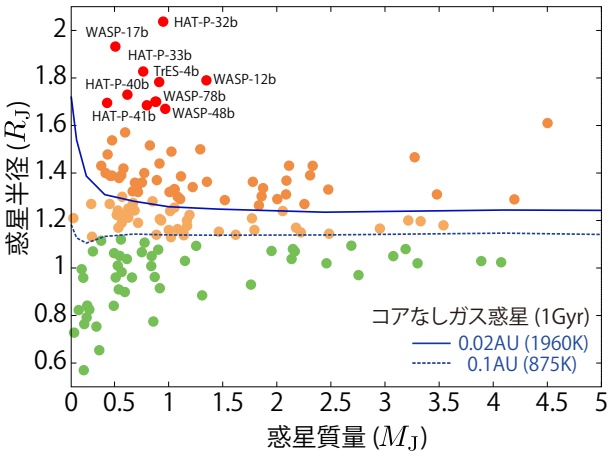


図 3.107: Hot Jupiter の質量と半径。木星や土星程度のコアを持つと予想される惑星（緑）がある一方、コアなしガス惑星（青線）よりも低密度な、異常膨張を示す惑星（橙、赤）も多数存在している。

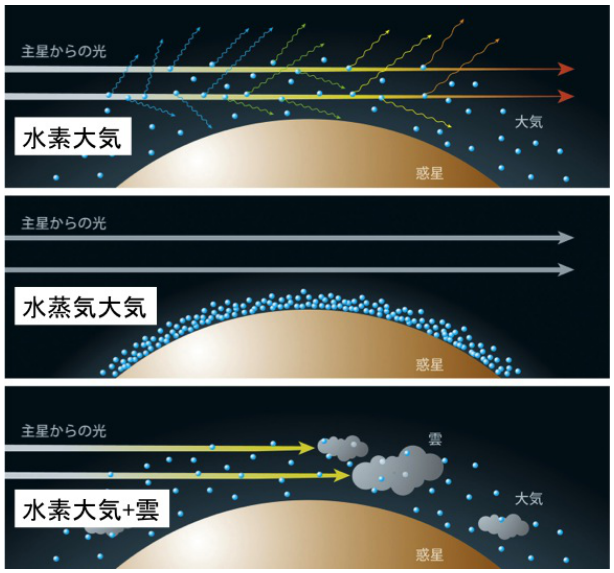


図 3.108: トランジット惑星に対する大気透過光の観測から大気の主成分が分かる仕組み（クレジット：国立天文台、一部改変)。（上段）ガス惑星と同様に水素を主体とする大気をもつ場合。主星からの光のうち、波長の短い光は水素分子により散乱（レイリー散乱）され観測（向かって右側）まで届かないため、波長が短いほどトランジットの減光率が大きくなる。（中段）水蒸気のような分子量の大きな成分が主体の大気。大気のスケールハイトが小さく実効的な大気の層が薄いため、減光率の波長依存性はあまり見られない。（下段）水素主体の大気に雲がかかっている場合。可視から赤外にかけてどの波長の光も雲で散乱されるため、減光率の波長依存性が見られなくなる。水蒸気大気と見分けるためには十分に高い観測精度が必要。

るもの、大気や雲・ヘイズによって表層が隠されているものが考えられる。いずれの場合でも、せいぜい地球半径程度の惑星半径を想定せねばならず、観測的には厳しい条件にある。

岩石惑星の特徴づけで比較的容易なのは、高温環境下にある岩石型惑星である。恒星近傍に存在し、数千度をこえるような岩石惑星には、岩石が直接蒸発してできる大気、ミネラル大気の存在が予想される。このような大気には近赤外域に SiO や金属線の特徴が表れるため、昼側輻射分光や高分散分光でミネラル大気の検出が可能であろう [64; 30]。このような観測は、密度のみからの推定を超えた系外岩石惑星の直接的証拠を与えるであろう。また、地球型岩石惑星が普遍的に経験するであろうマグマオーシャン状態は、場合により 1000 万年以上の長期間持続する場合があることが理論的に予想されている [26]。マグマオーシャン惑星は 10 の 9 乗程度コントラストが期待される事から、2020 年代にはその特徴的なスペクトルの直接撮像による検出を目指すことが可能だろう [46; 27]。

Kepler では、トランジットライトカーブが非対称な、非常に近接した惑星候補を二つ発見している (KIC1255b、KOI2700b)。特に KIC1255b は非周期的なトランジット深さの変動を起こしていて、小さな岩石惑星が蒸発してダストを断続的に放出していると解釈されている [58]。また大気放出と恒星活動の関係も議論されている [34]。Kepler で発見された数を考えると、TESS などで近傍に同様の系を発見できることが期待されるので、2020 年代にはその透過光や昼側放射観測を 30 m 級望遠鏡で観測し、これまでの手法では困難であった岩石惑星の岩石部やさらに内部の情報を得られる可能性がある。

熱放射を出すほど熱くない岩石惑星の探査では、直接撮像による反射光探査がメインとなるだろう。これには小さい inner working angle を生かした 30 m 級の地上大型望遠鏡と極限補償光学を組み合わせた直接撮像が最も有望であろう。反射スペクトルから、大気をまとっている岩石惑星の場合はその大気組成が、大気が無い場合は惑星表面組成がある程度推定できる [45]。また反射強度変動や色を測る事での表面組成や自転速度の推定も考えられる [24]。

3.11.5　ハビタブル惑星

太陽系外惑星の究極的な目標は、生命を宿す惑星の発見と、そこに存在する可能性のある生命体の発見である。もし発見されれば、単なる宇宙科学研究の一成果に留まらず、私たちの生命観を塗り替える大きな契機になり得るだろう。ここでは前提として、地球以外で生命の発見は依然なされていないため、地球生命を基本とした生命体が他の惑星系に存在することとする。本節では、まず地球生命の居住できる惑星とはどのような特徴を持っており、これに対して光赤外の観測的研究がどのような検証ができるかを議論する。その上で、生命が居住可能な惑星に、実際に生命が存在するときのシグナルの検出について検討する。

ハビタブルゾーン

系外惑星における生命探査では、まず生命が存在することができる惑星を事前に選定する必要がある。惑星に生命が誕生し持続的に生存可能な条件はハビタビリティと呼ばれるが、まず惑星表面上での液体の水が存在できることがハビタビリティの第一条件と見なされている。海洋を持つ惑星が、凍結したり蒸発したりすること無く持続的に海洋保持できる軌道長半径区間を「ハビタブルゾーン」と呼び、生命探査におけるターゲット選択の指標とする。古典的には、海洋惑星の鉛直一次元大気モデルにより内側境界と外側境界が定義される [32]。ハビタブルゾーンの内側境界は、暴走温室効果の発生（暴走温室限界）、大規模な水の散逸（湿潤温室限界）の二つの機構により決まる。惑星は、射出できる惑星放射の限界値（射出限界）が存在しており、どんなに多くの水を惑星表面に保持していても、射出限界以上の中心星放射を受け取ると暴走温室状態に陥ってしまい、すべての水を蒸発させてしまう [52]。この暴走温室効果の発生がハビタブルゾーンの内側境界の 1 つとなる。しかし、惑星が保持する水量が有限である場合、宇宙空間への水の損失を考慮する必要がある。中心星光度の増大に伴い、惑星表面温度が上昇し、大気上層まで水蒸気が運ばれるようになると、大規模な水の散逸が起こる。そのような大規模な水の散逸を駆動するような大気の状態を湿潤温室状態といい、連続的なハビタブルゾーンの内側境界を決定している。慣例的に、１地球海洋水量が 45 億年間保持できる状態を内側境界として採用し

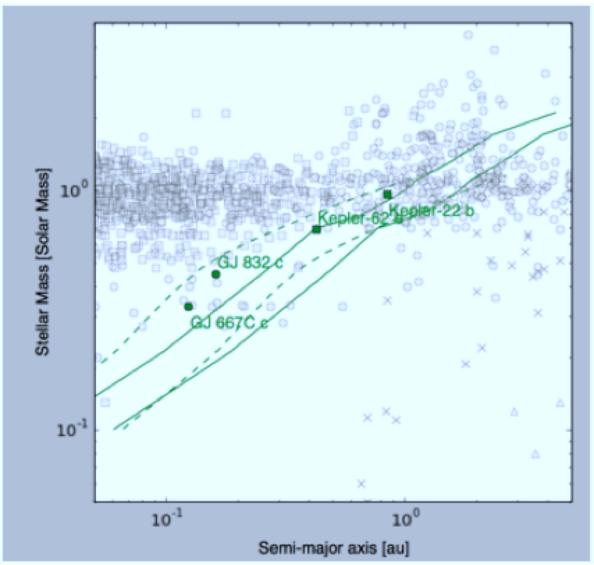


図 3.109: これまでに発見された系外惑星と古典的なハビタブルゾーンの比較。ハビタブルゾーンの概念を初めて提唱した [32] のハビタブルゾーンを破線、最近更新された [38] のハビタブルゾーンを実線で示した。両者の違いは、大気分子の吸収線の数と 1 次散乱アルベドの違いによる ([32] は空気、 [38] は水の散乱アルベドを採用)。水の吸収線の数の増加により、ハビタブルゾーンは外側に移動する。

ている。外側境界は、海洋が全球的に凍る条件で与えられている。全球的に海洋が凍った状態にある惑星の状態を全球凍結状態といい、惑星の温室効果と中心星放射に依存する。温室効果気体としては、代表的な二酸化炭素に注目して検討されている。中心星放射が弱く、二酸化炭素が凝結してしまい、温室効果が働かなくなる状態をハビタブルゾーンの外側境界として採用している。

ハビタブルゾーンにある地球型惑星の存在頻度: $\eta_{\rm Earth}$

これまでに、大規模な地上の視線速度観測やトランジット検出の Kepler により惑星の存在頻度が精密に求められた。特に、本研究の発展として、Kepler で得られた惑星系の内側での分布をハビタブルゾーンまで外挿することで、ハビタブルゾーンにある地球型惑星の存在量 $\eta_{\rm Earth}$ が見積もられている [16]。図 3.110 は、M 型星周りでの惑星の公転周期あるいは日射量と惑星半径の平面での惑星の頻度分布を表す。しかし、ハビタブルゾーン内のコンプリートネスは小さいため結果の不定性は依然として大きい。

そこで、Kepler の統計の大幅な改善に寄与すると考えられるのが、WFIRST である（4.6 章参照）。地上観測に比べて、地球大気のない宇宙からの観測によって測光精度が向上するのに加え、昼夜なく 24 時間連続観測することで数時間から数日の短い惑星シグナルについてもギャップなく精度良く観測することが可能である。さらに、本来ほとんどの場合、マイクロレンズの光度曲線からだけでは惑星と主星の質量比しか導出できないが、高い空間分解能によりレンズ天体の主星を直接分解して測光することで、主星及び惑星の質量を精度良く決定できる。この WFIRST-AFTA のマイクロレンズ系外惑星探査により、比較的長軌道長半径 (0.2–数 10 AU) の数倍月質量の惑星まで検出できるようになると期待されている。つまり、水星以外の全ての太陽系惑星に相当する軌道領域が検出可能範囲に入り、ハビタブルゾーン外縁部も調べることができる（「星惑星系形成」節の図 3.102 参照)。見積によれば、約 3000 個の系外惑星が検出され、うち約 300 個は地球質量以下であることが見込まれる。Kepler が地球軌道より内側、つまり、ハビタブルゾーン内縁部の惑星に感度があったのに対し、WFIRST はその外縁部をカバーし、互いに相補的である。これらを合わせることで、ハビタブルゾーンの地球型惑星を含む、ほぼ全ての種類の惑星の頻度を測ることが可能になる。

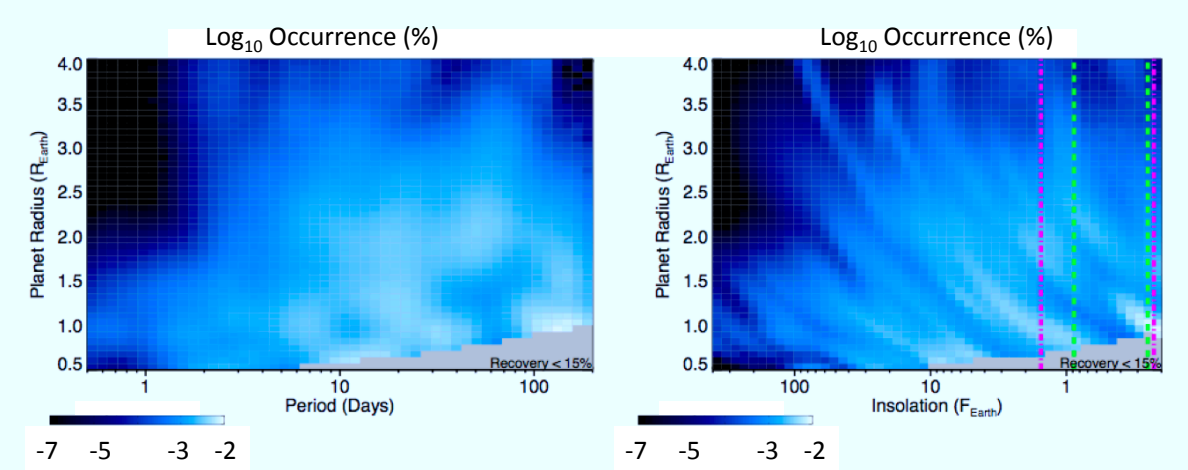


図 3.110: Kepler の観測から求められた惑星の軌道周期と半径（左）と日射量と半径（右）における存在頻度分布 [17]。右図のピンクと緑の縦線がハビタブルゾーンの境界を表す。

ハビタビリティの観測的検証

これまでのハビタブルゾーンにまつわる研究のほとんどが地球の条件をベースとし、平均的な気候を考えてきた。しかし、系外惑星研究においては、大気、惑星質量、自転速度、または潮汐ロックなどの多様性を持つはずであり、これらの効果を含めてハビタビリティを議論しなくてはならない。最近では、３次元大気大循環モデルを用いて、経度方向への物質輸送 (水蒸気など) が検討され、結果、ハビタブルゾーンの内側境界が恒星側に移動したこと [42] や惑星の水分布による気候への応答の違いにより従来考えられていたハビタブルゾーンより広い領域で液体の水が存在可能であることがわかってきた [1]。また、雲の効果を検討することが可能になったため、M 型星まわりの潮汐固定された惑星のハビタビリティの研究もなされるようになってきた [81]。以上のことから、系外惑星のハビタビリティ研究では、単に軌道長半径だけでなく、その惑星特有の気候条件を理論的、観測的に推定することが重要になるだろう。

液体の水の存在はハビタビリティの推定につながり、少なくとも我々の知る生命に不可欠であると考えられている。そのため液体の水は、系外惑星の生命探査において重要な指標となる。水の探査においてはスペースにおける直接撮像やトランジット分光か、地上大型望遠鏡では、ドップラーシフトした系外惑星の水ラインと地球の水ラインとを十分区別できる高分散の分光観測 (R=100,000) が必要になる。歴史的には火星における水検出はこの方法で行われた [72]。また、ホットジュピターの透過光分光や昼側放射にその検出が報告されている [7]。今後、地球型系外惑星の特徴づけにおいては水の検出が一つのマイルストーンになるだろう。水が液体の状態で存在するか、つまり惑星が海をもつかどうか知るためには、さらに進んだ観測が必要である。例えば、海洋の鏡面反射を利用した Ocean Glint の検出 [59; 78] や、水蒸気量の変動の検出などが挙げられる [23]。また温室効果ガスや雲の検出も同じくスペクトルから、また雲や大陸の有無などは光度変動から推定可能であるが、これにはスペース直接撮像を待つ必要があるだろう。いずれにせよ、今後のさらなる特徴づけの手法の開発が必要である。

バイオマーカー

系外惑星の生命探査においては、直接赴いて探査することはできないため、天文学的に生命に関係するシグナルを検出していく必要がある。このようなシグナルをバイオマーカーと呼ぶ。

(1) 代謝のバイオマーカー

地球の生命は、酸化還元反応、つまり電子の化学的なやり取りを通じて生命活動を行うためのエネルギーを得ている (図 3.111 参照)。酸化還元反応に基づいた代謝活動では、外部から取り入れた物質と電子をやりとり

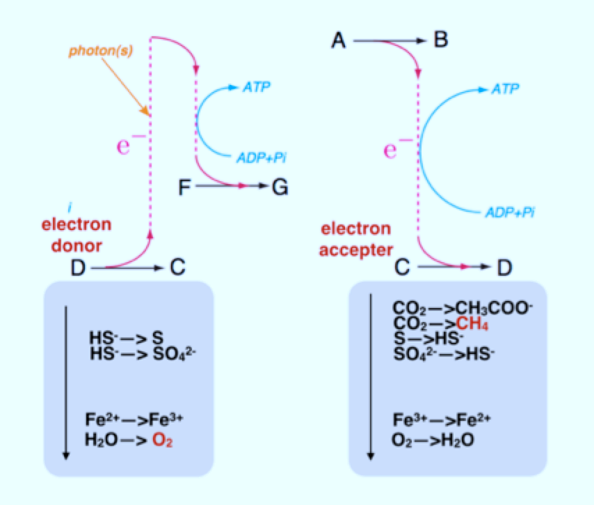


図 3.111: 地球生命の代謝模式図。上向きに電子のエネルギーとなっている。左：光合成。右：呼吸。酸素分子は、水からの電子供給の際に必然的に生成される。

することで異なる分子を生成するため、生命活動により惑星の表層環境を大きく変える事が出来る。例えば光合成においてハビタブルな惑星に普遍的に存在するはずである「水」を電子供与体として用いると

$$2H_2O + 8\gamma \rightarrow O_2 + 4H + 4e^-$$

のように、酸素分子が必然的に生成される (γ は光子)。地球大気の 21%占める酸素分子はこのようにして光合成バクテリアや植物により生成された物である。このように代謝活動に由来する大気分子としては酸素、もしくはその副産物であるオゾンの他に、メタン、二酸化炭素などが考えられる。特に酸素およびオゾンは、化学的には不安定なため、地球型惑星のバイオマーカーとして古くから有望視されている [55; 2]。酸素分子を検出するためには、直接撮像による低中分散分光か、トランジット分光で惑星大気に酸素吸収バンドを探索すればよい。スペース直接撮像で、太陽型星まわりの地球型惑星で可視 0.76 μm 酸素バンドを探索できる (TPF, Darwin)。また地上大型望遠鏡直接撮像では、よりコントラストが緩和される晩期型星まわりの地球型惑星で 1.27 μm 等の酸素バンドを探索できる [33]。また、地上大型望遠鏡トランジット分光では、やはり晩期型星まわりの地球型惑星で 0.76 μm バンドの探索が提案されている [66]。二酸化炭素・メタンについても同様の方法で探索が出来る。

(2) 高等生物のバイオマーカー

地球上の光合成を行う高等生物である植物の葉は、0.7 μm 付近より短波長側では反射率が極めて低く、超波長側では高い特徴的な反射率をもつ。これをレッドエッジと言う。レッドエッジは、植物が恒星のエネルギーを最大限利用できるように進化した結果だと考えられている。すなわち、生命の特徴の一つである適応進化の帰結としてのバイオマーカーであると言えよう。これは反射スペクトルを観測することで探すことができる。

酸素発生型光合成のような生命がつくりだす極めて高効率な機構が存在しないと、惑星は通常、大量の酸素をその表面に保持することができない。しかし、海洋の大規模散逸のような一過性の進化イベントがあると、大気が非平衡状態となり、惑星表面に酸素、及びオゾンを大量に蓄積しうる。この場合、酸素の検出が必ずしも生命の存在を裏付けるわけではないことになる。このような False positive の発生を惑星進化の研究の観点から検討すること、また観測的な False positive の排除・検出の研究は、これまでのところ十分になされておらず、系外惑星の生命探査における 2020 年代の課題と言える。

系外衛星

太陽系では、特にガス惑星の周りに数多くの衛星が存在している。系外衛星はまだ観測されていないが、間違いなく存在しているはずである。母惑星がハビタブルゾーンにあれば、その周りの衛星もハビタブルな環境にあり「ハビタブルムーン」と呼ぶことができるだろう。大気保持や内部熱源の制約の観点から、火星サイズ以上の岩石衛星であれば、長期間ハビタブルな環境が維持される可能性が示唆されている [79]。木星や土星の周りの衛星は、主に惑星集積の最終段階に形成された周惑星円盤内で作られたと考えられている。この場合、衛星の質量は惑星の質量のおよそ 10^{-5}–10^{-4} 倍程度になることが示されている [9]。そこで、系外ガス惑星の周りでも同様のメカニズムにより衛星系が形成される場合、木星の 10 倍程度の惑星の周りには火星サイズ程度の岩石衛星が存在することが予想される [60]。2020 年代には、こうした衛星を惑星-衛星系のトランジット観測により検出できる可能性がある（ [28]；参考文献の図 1 参照）。

3.11.6　まとめ

本章では、2020 年代における太陽系外惑星科学の展望を俯瞰してきた。冒頭で述べたように、2020 年代には三つの解明すべき科学的課題、1. 太陽系を含めた多様な惑星系の起源の解明、2. 惑星の物理・化学現象の包括的な理解、3. 地球生命を基本とした生命居住可能性（ハビタビリティ）の理解と宇宙における生命現象の探査に取り組むことによってさらに発展するだろう。これらのテーマを進める上で必要な観測装置および望遠鏡について表 3.13 にまとめる。

表 3.13: 必要とする望遠鏡、装置

テーマ	必要な観測とデータ
若い惑星・褐色矮星 (自己放射天体) の観測的研究 (§3.11.3)	
自己放射天体の大気の特徴づけ	スペース高安定分光観測
	地上超大型望遠鏡・高コントラスト観測
惑星進化・大気モデルの確立	スペースアストロメトリ観測
	スペース赤外線干渉計
	地上超大型望遠鏡・高コントラスト観測
系外惑星科学 (§3.11.4)	
スーパーアースの大気組成	スペース高安定分光観測
	地上超大型高分散分光観測
スーパーアースの上層大気の構造	地上中口径多色測光観測
	スペース高安定分光観測
惑星の内部構造	スペース広視野測光観測
	地上中口径高分散分光観測 (視線速度法観測)
	スペースアストロメトリ観測
岩石惑星の特徴づけ	地上超大型望遠鏡・高コントラスト観測
ハビタブル惑星 (§3.11.5)	
生命居住可能性の理解	スペース広視野可視光・赤外線望遠鏡
	地上超大型望遠鏡・高コントラスト・高分散分光観測
	スペース高安定分光観測

3.11.7 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
松尾 太郎	大阪大学 (班長)	§ 3.11, § 3.11.2
葛原 昌幸	東京工業大学	§ 3.11.3
空華 智子	東京大学	§ 3.11.3
佐々木 貴教	京都大学	§ 3.11.4, § 3.11.5
福井 暁彦	国立天文台	§ 3.11.4
河原 創	東京大学	§ 3.11.4,§ 3.11.5
小玉 貴則	東京大学	§ 3.11.5

謝辞

堀安範さん（国立天文台）には、図 3.108 を作成していただきました。また、太陽系外惑星および太陽系惑星を専門とする研究者の方々からご意見をいただきました。この場を借りてお礼を申し上げます。

参考文献

[1] Abe, Y., Abe-Ouchi, A., Sleep, N. H., et al., 2011, Astrobiology, 11, 443
[2] Angel, J. R. P., Cheng, A. Y. S., and Woolf, N. J. 1986, Nature, 322, 341
[3] Artigau, É., Bouchard, S., Doyon, R., et al., 2009, ApJ, 701, 1534
[4] Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H., 2003, A&A, 402, 701
[5] Barman, T. S., Macintosh, B., Konopacky, Q. M., & Marois, C., 2011, ApJ, 733, 65
[6] Biller, B., Crossfield, I. J. M., Mancini, L., et al., 2013, ApJ, 778, 10
[7] Birkby, J. L., de Kok, R. J., Brogi, M., et al 2013, MNRAS,436, L35
[8] Brandt, T. D., Kuzuhara, M., McElwain, M. W., et al., 2014, ApJ, 786, 1
[9] Canup, R. M. and Ward, W. R. 2006, Nature, 441, 834
[10] Carson, J., Thalmann, C., Janson, M., et al., 2013, ApJL, 763, L32
[11] Casertano, S., Lattanzi, M. G., Sozzetti, A., et al., 2008, A&A, 482, 699
[12] Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al., 2004, A&A, 425, L29
[13] Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Zuckerman, B., et al., 2005, A&A, 438, L29
[14] Crossfield, I., Biller, B., Schlieder, J., et al., 2014, Nature, 505, 654
[15] Currie, T., Burrows, A., Girard, J. H., et al., 2014, ApJ, 795, 133
[16] Dressing, C., and Charbonneau, D. 2013, ApJ, 767, 95
[17] Dressing, C., and Charbonneau, D. 2015, ApJ, 807, 45
[18] Ducourant, C., Teixeira, R., Chauvin, G., et al., 2008, A&A, 477, L1
[19] Dupuy, T. J., & Liu, M. C., 2012, ApJS, 201, 19
[20] Faherty, J. K., Burgasser, A. J., Walter, F. M., et al., 2012, ApJ, 752, 56
[21] Fortney, J. J. et al., 2008, ApJ, 683, 1104
[22] Fressin, F., Torres, G., Charbonneau, D. and et al. 2013, ApJ, 766, 81
[23] Fujii, Y., Turner, E. L., and Suto, Y., 2013, ApJ, 765, 76
[24] Fujii, Y., Kimura, J., Dohm, J., et al. 2014, Astrobiology, 14, 753
[25] Grillmair, C. J., Burrows, A., Charbonneau, D. and et al. 2008, Nature, 456, 767
[26] Hamano, K., Abe, Y., and Genda, H. 2013, Nature, 497, 607
[27] Hamano, K., Kawahara, H. Abe, Y., et al 2015 to be submitted
[28] Heller, R., Williams, D., Kipping, D. and et al. 2014, Astrobiology, 14, 798
[29] Howe, A. and Burrows, A. 2012, ApJ, 756, 176

[30] Ito, Y., Ikoma, M., Kawahara, H. et al. 2015, ApJ (submitted)
[31] Janson, M., Brandt, T. D., Kuzuhara, M., et al., 2013, ApJL, 778, L4
[32] Kasting, J. F., Whitmire, D. P., and Reynolds, R. T., 1993, Icarus, 101, 108
[33] Kawahara, H., Matsuo, T., Takami, et al. 2012, ApJ, 758, 13
[34] Kawahara, H., Hirano, T., Kurosaki, K., et al. 2013, ApJL, 776, L6
[35] Kempton, E., Perna, R. and Heng, K. 2014, ApJ, 795, 24
[36] Knutson, H. A., Charbonneau, D., Allen, L. E. and et al. 2007, Nature, 447, 183
[37] Konopacky, Q. M., Barman, T. S., Macintosh, B. A., & Marois, C., 2013, Science, 339, 1398
[38] Kopparapu, R. K., Ramirez, R., Kasting, J. F., et al., 2013, ApJ, 765, 131
[39] Kreidberg, L., Bean, J., Désert, J. and et al. 2014, Nature, 505, 69
[40] Kuzuhara, M., Tamura, M., Kudo, T., et al., 2013, ApJ, 774, 11
[41] Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H., 2008, ApJL, 689, L153
[42] Leconte, J., Forget, F., Charnay, B., et al., 2013, A&A, 554, 69
[43] Leggett, S. K., Saumon, D., Marley, M. S., et al., 2012, ApJ, 748, 74
[44] Lissauer, J., Jontof-Hutter, D., Rowe, J. and et al. 2013, ApJ, 770, 131
[45] Lundock, R., Ichikawa, T., Okita, H., et al. 2009, A&A, 507, 1649
[46] Lupu, R. E., Zahnle, K., Marley, M., et al. 2014, ApJ, 784, 27
[47] Marley, M. S., Fortney, J. J., Hubickyj, O., Bodenheimer, P.,& Lissauer, J. J., 2007, ApJ, 655, 541
[48] Marley, M. S., Saumon, D., Cushing, M., et al., 2012, ApJ, 754, 135
[49] Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al., 2008, Science, 322, 1348
[50] Mohanty, S., Jayawardhana, R., Huélamo, N., & Mamajek, E., 2007, ApJ, 657, 1064
[51] Morley, C. V., Fortney, J. J., Marley, M. S., et al., 2012, ApJ, 756, 172
[52] Nakajima, S., Hayashi, Y.-Y., and Abe, Y., 1992, Journal of the Atmosphere Sciences, 49, 2256
[53] Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al., 1995, Nature, 378, 463
[54] Öberg, K. I., Murray-Clay, R., & Bergin, E. A., 2011, ApJL, 743, L16
[55] Owen, T. 1980, in Astrophysics and Space Science Library,Vol. 83, Strategies for the Search for Life in the Universe, ed.M. D. Papagiannis, 177
[56] Pont, F., Knutson, H., Gilliland, R. and et al. 2008, MNRAS, 385, 109
[57] Radigan, J., Jayawardhana, R., Lafreniére, D., et al., 2012, ApJ, 750, 105
[58] Rappaport, S., Levine, A., Chiang, E. et al. 2012, ApJ, 752, 1
[59] Sagan, C., Khare, B. N., Thompson, W. R., et al., 1993, Nature, 365, 715
[60] Sasaki, T., Stewart, G. R. and Ida, S. 2010, ApJ, 714, 1052
[61] Sato, B., Fischer, D. A., Henry, G. W. and et al. 2005, ApJ, 633, 465
[62] Saumon, D., & Marley, M. S., 2008, ApJ, 689, 1327
[63] Saumon, D., Marley, M. S., Abel, M., Frommhold, L., & Freedman, R. S., 2012, ApJ, 750, 74
[64] Schaefer, L., and Fegley, B. 2009, ApJ, 703, L113
[65] Skemer, A. J., Hinz, P. M., Esposito, S., et al., 2012, ApJ, 753, 14
[66] Snellen, I. A. G., de Kok, R. J., le Poole, et al. 2013, ApJ, 764, 182
[67] Snellen, I. A. G., Brandl, B. R., de Kok, R. J., et al., 2014, Nature, 509, 63
[68] Sorahana, S., Suzuki, T., & Yamamura, I., 2014, MNRAS, 440, 3675
[69] Sorahana, S., Yamamura, I., 2014, ApJ, 793, 47
[70] Sorahana, S., Yamamura, I., and Murakami, H., 2013, ApJ, 767, 77
[71] Spiegel, D. S., & Burrows, A., 2012, ApJ, 745, 174
[72] Spinrad, H., Munch, G., and Kaplan, L. D. 1963, ApJ, 137, 1319
[73] Swain, M. R., Vasisht, G. and Tinetti, G. 2008, Nature, 452, 329
[74] Tsuji, T., Yamamura, I., & Sorahana, S., 2011, ApJ, 734, 73

[75] van Leeuwen, F., 2007, A&A, 474, 653
[76] Vidal-Madjar, A., Désert, J.-M., Lecavelier des Etangs, A. and et al. 2004, ApJ, 604, L69
[77] Wakeford, H. and Sing, D. accepted in A&A (arXiv:1409.7594)
[78] Williams, D. M., and Gaidos, E., Icarus, 2008, Icarus, 195, 2, 927
[79] Williams, D. M., Kasting, J. F. and Wade, R. A. 1997, Nature, 385, 234
[80] Yamamoto, K., Matsuo, T., Shibai, H., et al., 2013, PASJ, 65, 90
[81] Yang, J., Cowan, N. B., and Abbot, D. S., 2013, ApJ, 771L, 45
[82] de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., & Blaauw, A., 1999, AJ, 117, 354

3.12　太陽系天体

3.12.1　検討結果の要旨と必要観測仕様のまとめ

太陽系天体の観測研究は探査機によるその場計測や隕石の測定などにより「実物サンプルとの直接比較」ができるという特徴を持つ。研究対象は巨大惑星の大気大循環から、火星やエウロパ／エンケラドスでのアストロバイオロジー、そして氷／有機物・造岩鉱物からなる微惑星小天体など多岐に渡る。これらを扱う研究分野の観点においても地球科学–惑星科学–天体物理にまたがる研究が展開されている。このような特徴を持つ太陽系天体に対してこの節では以下の三つの観点から太陽系科学研究の全体を俯瞰した形で議論を展開した。

1 太陽系の起源と進化

従来の太陽系形成過程の標準シナリオは「太陽系天体は初めから現在の場所で形成された」という考えに基づく。これに対して最近の理論研究によって太陽系は形成の初期段階においてその出発点である微惑星だけではなく、成長した巨大ガス惑星すらも太陽からの距離を大きく変動させて「移動してきた」ものであり、最終的に現在の距離と配置に至ったことが描き出されつつある（ニースモデル）。巨大惑星の成長速度や天体衝突頻度を理論的に説明でき、その後火星木星間の距離やその間の小惑星帯の形成も説明するモデルも提唱されている。このような描像を観測的に明らかにしたい。岩石微惑星の現存天体と考えられる小惑星のフレッシュな表面物質／表面状態や、氷微惑星の現存天体と考えられる外縁天体／彗星核の表面からそれらの組成とその凝縮温度（昇華温度）条件を求めることが一つの目標であり、3 μm 帯の H_2O の吸収帯の近赤外線分光や、さらに長波長の 5–70 μm の放射帯での観測が一つの鍵となる。

2 生命の起源と普遍性の探求

H_2O と有機物はいつどこで生成されのか。液体の水を直接見ることは容易ではないが水の作用によって生成された含水鉱物は観測によって見い出す事ができる (3 μm 帯)。また 3.4 μm の有機物による吸収も一部の小惑星から検出報告がなされている。これらの点に着目し、“メインベルト、ヒルダ群／トロヤ群、外縁天体、彗星核” といった太陽系のどの場所に、どの時期に水と有機物が存在したのかを明らかにする。

太陽系始原天体である彗星では、昇華ガス放出である彗星コマの観測は天然の「微惑星物質の昇華実験」をリアルタイムに計測する事を意味する。水蒸気を放出する土星の衛星エンケラドスといった氷衛星においても同様である。C–H、O–H、N–H の伸縮振動バンドは赤外線波長域に現れることから今後さらに複雑な有機高分子化合物の検出が期待できる。生命の起源物質の直接検出は手に届く所に来ている。

一方火星における水循環やメタンの発生メカニズムを解明するには火星の大気ダイナミクスを明らかにする必要がある。中間–遠赤外線波長域における高分散分光観測によって地球大気吸収による影響を明確に分離し、惑星の大気成分存在量・速度場・温度構造の水平及び鉛直空間分布を得る。

3 太陽系天体の多様性：現在の太陽系の理解

太陽系天体はそのサイズ、組成、天体が大きな固体の塊なのかダスト成分だけなのか、ガス天体であるのか、大気を持つのかなど、その観測対象、手法と研究領域は多岐に渡る。惑星大気の気象大循環と固体小天体の観測、彗星コマのガス輝線とでは研究手法がまるで異なる。それぞれ独自のサイエンスがあり、学問分野の観点からみても、天文学会の範疇から、惑星科学会、地球電磁気惑星圏学会、気象学会、鉱物学会など研究者の所属団体すら異なる。この節ではバラエティ豊かな太陽系天体のその多様性の観点からそれぞれの独自性、関連性において大気循環、オーロラ電磁気現象、彗星小惑星区別問題、スペースガード／資源探査、惑星間塵そして太陽系外惑星系について扱う。最終的には「我々の太陽系は特異なのか普遍的であるのか」の観点において、系外惑星系との比較関連が重要である。

太陽系の起源及び現在の太陽系の理解のためには個々の天体の理解と太陽系天体同士の関連性のみならず、系外の惑星や惑星系、原始惑星系円盤などとの総合理解が不可欠であり、星・惑星系形成や系外惑星の節との関連の重要性を強調するとともに、太陽系の観測研究に特有の「探査機ミッションとの協調」の必要性をここで強調しておく。

3.12.2 太陽系の起源と進化

概論

現在標準とされている太陽系形成シナリオにおいて、惑星は「微惑星」という段階を経て誕生した。微惑星とはキロメートルサイズの固体天体で、原始太陽系円盤の固体成分 (ダスト) が衝突し合体成長することで形成された。現在、太陽系小天体と呼ばれるものはこの微惑星の生き残り、または破片であると考えられている。太陽系小天体には、主に岩石を成分とする小惑星、コマ (大気) や水蒸気の尾を持つことから氷成分を含んでいることが明らかな彗星、氷が蒸発できないほど低温の領域にいるため氷成分を含んでいると考えられている太陽系外縁天体、それに衛星が含まれる。これらの天体が現在の場所で誕生したと仮定すると、その成分はその誕生した場所の温度を反映しているはずである。小惑星が岩石質で、それより遠方にいる彗星は氷を多く含んでいるということ、スペクトル型別の小惑星の分布と日心距離に相関があるという観測事実はそれを裏付けるものであるが、近年の惑星形成過程の研究が示唆することは、天体が現在の場所で誕生したとする仮定は常に妥当というわけではない、ということである。

近年、ニースの研究グループが行った大規模数値計算では、海王星が現在までに形成されること、後期重爆撃と呼ばれる月面などへの天体衝突の急激な増加があったことなどを無理なく説明することに成功した (以下、ニースモデルと呼ぶ)。初期のニースモデル (例えば [84]) では、現在よりコンパクトな軌道 (5.5–17 AU) を持つ 4 大惑星と、その外側 ($\gtrsim$ 35 AU) に広がる微惑星円盤を初期条件としている。惑星の軌道が変化し木星と土星の軌道が 1:2 の平均運動共鳴に入ることで、惑星全体の軌道が急に不安定になり微惑星との重力相互作用が強くなる。その結果、多くの微惑星が太陽系内部に落ち込んできて後期重爆撃が起こり、惑星の配置は現在のものに近くなる。ニースモデルは改良され、現在までに巨大惑星の不規則衛星の起源を含め、観測される多くの現象を説明することに成功していると言える。また、惑星の移動は火星の形成を説明するのかもしれない。Walsh ら [91] は、木星が内側に移動することで、火星の形成と小惑星帯の形成を説明できるとした (グランドタックモデル)。惑星の大きな軌道移動があったとすると、周囲の微惑星は軌道分布が動径方向に大きくかき混ぜられ、誕生した場所とは異なるところに保存されている可能性がある。例えば、不規則衛星は巨大惑星形成後に重力的にとらわれた微惑星であるし、木星などのトロヤ群小天体 (惑星と 1:1 共鳴にある天体) は惑星移動の後に群となった可能性がある。これらの天体を観測することによって、誕生場所やそこでの滞在時間の推測につながるデータが得られれば、それは過去の惑星移動の可能性を観測から検証することになる。

一方で、海王星以遠の太陽系外縁天体 (以下、外縁天体) は、惑星移動があったとすれば一部の軌道はその影響を受けたと考えられるが、また一部は軌道の性質からその場付近で誕生したと考えられる。地球から遠いこともあり、小惑星や彗星に比べて外縁天体の発見個数やデータの数は少ない。外縁天体がその場付近で誕生した天体であれば、低温のまま現在に保存されていると考えられ、彗星と同様に始原的であると考えられる。始原的な天体を詳細に観測することは、太陽系の初期環境を直接知る手立てとなる。

小惑星の鉱物組成と太陽系内の初期鉱物分布の解明にむけて

小惑星のカラーやスペクトルは小惑星の鉱物組成を反映しているが、詳細な構成鉱物組成はカラーやスペクトルだけでは窺い知ることはできない。そこで、小惑星起源と考えられる隕石の組成を調べて、小惑星の構成物質組成を推定する試みがなされてきた。2000 年以前は地球上で採取される最も多い隕石タイプである普通コンドライトと、内側の小惑星帯に広く分布し、地球に飛来する小惑星の源と思われいる S タイプ小惑星のスペクトルが一致しないことが「謎」「ミッシングリンク」だと言われていた。しかし、1990 年代から 2000 年代に行われた観測（例えば [7] ）や実験的研究（例えば [76])、さらにエロス [14] やイトカワ [34; 41] への小惑星探査で、S タイプの小惑星は、普通コンドライトと非常に良く似たスペクトルを示す Q タイプ小惑星の表面が宇宙線や太陽風の照射や微小隕石衝突等が原因で変成し、スペクトルタイプが変わったものであるということがわかった。このことは、長期間宇宙環境に曝されているすべての小惑星表面は宇宙風化作用により表面カラーやスペクトルが小惑星内部の組成を反映したものではなくなっているということを示唆する。つまり、宇宙風化が発生することにより天体表面の状況が天体形成時のものから変化し、その天体の起源を知るための情

報を薄めてしまっている。それゆえ、小惑星の組成を知るためには、小惑星表面層より下にある物質の組成を知る必要がある。

地上に居ながらにして小惑星表面下にある物質の組成を調べるにはどうすれば良いか？現在のところ考えられる方法は、①「地滑り」②「衝突」③「分裂」を利用することである。①「地滑り」: 地球近傍の Q タイプ小惑星は過去 50 万年間に惑星との近接遭遇を経験し [8; 63]、近接遭遇の際の惑星からの潮汐力で S タイプ小惑星表面層のレゴリスが「地滑り」を起こし、レゴリス層下の宇宙風化を受けていない物質が表面に現れ、Q タイプとして観測されるようになったという推測が示されている。惑星の潮汐力により小惑星表面が剥がれる現象は、惑星との近接遭遇の機会が他の天体群に比べて多い、近地球小惑星に特有の現象である。②「衝突」: メインベルトで現在も時々小惑星同士の衝突が起こっていることは、若い小惑星族（例えば [61]）やメインベルト彗星（Active asteroids）[40; 37] の存在から明らかである。小惑星族は天体そのものを破壊するような大規模な衝突で生成された衝突破片群であり、Active asteroids は小惑星の表面だけを剥がすような、又は表面にクレーターを作るような比較的小規模な衝突によって小惑星表面下の氷が昇華したり、ダストが飛び散ったりしたものである。このような天体では、衝突が起こってからの時間が短ければ、宇宙風化によって表面の光学特性が変わってしまう前に表面カラーやスペクトルを調べることができ、宇宙風化前の小惑星内部の構成物質を反映したカラーやスペクトルを得ることができる。③「分裂」: メインベルト小惑星の自転周期分布をみると、極端に高速自転をする小惑星は存在しない。特に直径数 10 km 以下の天体では 2.2 時間以下の自転周期を持つ小惑星の分布が突然途切れており、このことは、数 10 km 以下のメインベルト小惑星は衝突破片が重力で集積したラッブルパイル構造をしており、自転が速すぎると集積した破片がばらけて小惑星が壊れてしまうため、2.2 時間以下の自転周期を持つ小惑星がいないのだと解釈されている。つまりメインベルト小惑星の中にはラッブルパイル小惑星が相当数存在する。軌道の良く似たメインベルト小惑星ペアがこれまでに数十個ほど発見されているが、これらのペアはラッブルパイル天体が YORP 効果（不規則な形状の天体では太陽輻射圧と小惑星表面からの熱放射が非一様なため、回転力が生じて小惑星の自転速度を速くしたり遅くしたりする現象）により分裂した天体ではないか考えられている [89; 71]。以上のような、惑星との近接遭遇を頻繁に経験する天体、衝突を経験してから間もない若い小惑星族や Active asteroids、小惑星ペア等では、「地滑り」「衝突」「分裂」によってそれまで小惑星の表面下にありまだ宇宙風化が完了してない小惑星本来の物質が、表面に姿を現している可能性が高いと言える。また S タイプ小惑星のスペクトルの傾きを調べたところ、直径 5 km を境に小さい小惑星でスペクトルの傾きが緩やかになり、Q タイプ小惑星のスペクトルの傾きに近くなる傾向が見つかった [9]。このことは、Q タイプは S タイプより小さい天体が多いということを示唆するかもしれない。それならば、小さい小惑星まできちんと分光できれば、衝突で壊れたての小さい（宇宙風化を受けていない）小惑星を相当数発見できるかもしれない。

上述した小天体の表面カラーとスペクトル情報を観測により得ることで宇宙風化による“ 汚染 ”を免れた小惑星の物性情報が獲得可能である。宇宙風化によって Q タイプの天体が S タイプへと変化することは分野の常識となったが、S タイプと並んで多い C タイプの天体についてはどのようなタイプから宇宙風化で C タイプに変化したのかわかっていない。一説には C タイプから B タイプへと変化する（青化）と言われるものの [64] 定説では無い。さらにメインベルトより遠方に多く分布する D タイプの宇宙風化については全くわかっていない。宇宙風化による“ 汚染 ”で隠された初期物質の分布を知るには、現在 10 個以上に区分されている小惑星タイプの物質的リンクを明らかにする必要があり、それには可視から近赤外にかけての分光観測を行わなければならない。歴史的経緯から（小惑星のタイプ分類が始まった頃は可視の観測装置しかなかった）小惑星のタイプはこれまで可視の観測に基づいて区分されてきた。しかし de León ら [17] の可視–近赤外分光観測から明らかなように、可視ではほとんど同じスペクトルしか示さない B タイプ小惑星は近赤外域で小惑星鉱物の hydration レベルに応じて多様なスペクトルを示す。このことからわかるように、小惑星鉱物の違いを明確にするには可視–近赤外分光観測が必須である。さらに鉱物組成の重要な要素である水（含水鉱物を含む）の存在は 3 μm の吸収の形で判断できる [83]。したがって、可視から 4 μm 程度までのスペクトルを連続的に取得できる装置があれば（効率は下がるが TAO の SWIMS と MIMIZUKU の組み合わせでも良い）、効率的に現在の太陽系の鉱物分布を明らかにすることができよう。

観測から得る小惑星の物質の情報を軌道情報など力学的な考察と組み合わせることで、太陽系初期に起こっ

たと考えられている惑星と小天体の大擾乱（グランドタックモデル、ニースモデル）の様相を窺い知る手がかりが得られると予測している。うまくいけば 2020 年代には「はやぶさ２」ミッションが C タイプ小惑星物質を持ち帰っているので、望遠鏡で得る小惑星の初期物質の現在の分布とあわせてより詳細な太陽系初期の物質、温度特性等の情報が得られるはずである。

小惑星上の含水鉱物

太陽系の進化、特に温度環境の変遷を解き明かすにあたって、太陽系内の水の分布は重要な情報になる。木星以遠の太陽系小天体には氷として水が存在しているが、一方で、水とケイ酸塩鉱物は水質変成作用によって含水鉱物を生成する。含水鉱物は氷の昇華温度以上になっても安定に存在するので、生成後の温度変化でリセットされない水の存在を示す重要なマーカーになる。小惑星は大部分がその形成以降に熱的進化をしておらず、太陽系形成時の状態を保持している。そのため、水の存在の探査には、多様な小惑星について水氷および含水鉱物の存在を調べることが必要である。

しかし、含水鉱物や水氷の特徴的なスペクトルフィーチャーが現れる波長 2.55–2.85 μm や 3.1 μm 付近には地球大気の水蒸気による吸収帯があり、地上観測は非常に困難であった。今までの地上観測はこの大気吸収の波長帯以外でしか行われておらず、それに基づいた解析では鉱物種の同定はできていないのが現状である [83]。2006 年に打ち上げられた赤外線天文衛星「あかり」の 2.5–5 μm の波長帯における分光機能を用いて、世界で初めて含水鉱物の吸収を明確に捉えることに成功している [87] が、「あかり」では 70 個の小惑星を観測したところで衛星運用が終了している。宇宙望遠鏡は地球大気に影響されない精度の高い観測を行えるのが圧倒的な利点であるが、観測期間や指向方向に厳しい制限があり、太陽系天体専用望遠鏡ではないことも考慮すると、必ずしも十分な数の観測が行えるわけではないという点で不利である。実際、JWST/NIRSpec では小惑星の近赤外線分光観測が計画されているが、メインベルトの 20 km 以下の天体 100 個程度がターゲットとなっている [66]。含水鉱物の特徴を統計的に議論するには、吸収のパターンのサンプル数が数十個では不足であり、その 10 倍以上の観測データが必要である。ここで、地上観測による安定的な観測体制が確立できれば、あらゆる種類の小惑星のデータ取得が可能になると考えられる。

TAO（5.5 章参照）の第一期観測装置として開発中の中間赤外線カメラ MIMIZUKU には、小惑星の水氷や含水鉱物観測に特化した近赤外線分光機能が追加される予定であり、小惑星の水氷や含水鉱物の探査サーベイが計画されている。これにより、世界に先駆けて統計的な議論に十分なサンプルを得ることができると期待される。一般に、地上望遠鏡では大気透過率の変動に影響されて観測が難しいが、2 視野同時観測システムを持つ MIMIZUKU を用いることで小惑星と標準星を同時に観測できるため、この大気変動を除去し、高精度の観測が可能となる。さらに世界でもっとも大気透過率のよいチリ・アタカマ砂漠の TAO 望遠鏡に搭載することで、地上観測では不可能と考えられていた小惑星の水氷や含水鉱物の観測が実現する。

小惑星における含水鉱物の 3 μm 帯のスペクトルには、水質変成起源の含水鉱物に起因する 2.7 μm 付近の吸収以外に、太陽風の影響で後天的に表層付近で生成された含水鉱物に起因する 2.8 μm 付近の吸収を持つものがあることがわかってきている [6; 38; 1]。太陽系の水の存在分布と太陽系形成モデルで予言される小惑星帯の物質分布を比較するためには、前者を捉える必要がある。観測条件のよい TAO サイトで近赤外線分光機能を追加した MIMIZUKU を用いた観測を行うことで、含水鉱物のバンド間の比の計測も可能になる。これによって、太陽系初期の始原物質の分布について観測的制約を与えることが可能になる。

外縁天体表面の氷分子

海王星軌道（日心距離 30 AU）以遠に分布する太陽系外縁天体（以下、外縁天体）は、原始惑星系円盤中で形成された微惑星の生き残り、あるいはその破片である。太陽から離れた低温領域に位置するため、それらは主に揮発性物質の固体（氷）で構成されていると考えられる。それらの化学組成は、太陽系の初期環境や微惑星の形成・進化を探るうえで極めて重要な手掛かりである。天体表層の氷組成を調べるには近赤外波長域の分

光観測が有効で、近年では VLT や Keck などの大型地上望遠鏡が集中的な観測を実施し、数十個の外縁天体について反射スペクトルが得られている [5; 11]。

それらの観測からは、(1) 直径 ∼1500 km を超える冥王星、Eris、Makemake、Sedna の表面はメタン氷が支配的、(2) 直径 ∼800–1500 km の大型外縁天体は水氷が豊富で、天体サイズとともに含有量が増す傾向が見られる、(3) 一方でそれらよりも小型天体では多くの場合、表面に含まれる水氷はごく少量のみ、という結果が示されている。天体サイズと水氷量の相関は、放射性核種（^{40}K など）を熱源とする加熱によって起こる地下からの液体水供給（氷火山）によるものとする仮説が議論されているが [16]、それが実際に起こる可能性についての確証は得られていない。

また、水氷には他の物質が混ざっており、それらが宇宙風化によって天体表面を可視光域で赤化させていると考えられている [11; 27]。赤化物質としては主にメタノール氷やアンモニア氷が挙げられており、実際にいくつかの外縁天体での検出が報告されている。太陽系初期には、前者は ∼20 AU、後者は ∼35 AU 以遠でなければ天体表面に保持されないため、それらの存在は天体の形成領域に制限を与える指標になり得る [10]。アンモニア氷は氷火山の発生に必要な物質とされており [16]、氷火山活動の痕跡としても重要である。

以上のように、外縁天体表面の水氷存在度や氷組成を理解することは、太陽系の外側領域における微惑星の集積過程、熱進化、および力学進化の解明に大きく貢献すると期待される。しかし、外縁天体の多くは非常に暗く、現在の大型望遠鏡でも得られる反射スペクトルは精度の低いものが少なくない。そこで、2020 年代に遂行すべき研究課題として以下のような計画が検討されている。

(1) 水氷存在度の測定

中小サイズの外縁天体に対して天体直径や軌道要素と水氷量との関係性を明らかにし、外縁天体の熱進化および氷火山の活動性についての知見を得る。水氷は 3.0 μm に深い吸収帯を持つほか、1.5 μm と 2.0 μm にも特徴的な吸収を示す（図 3.112）。まずは水氷を保持する天体を抽出するため、広視野近赤外線宇宙望遠鏡（例えば WISH）による 3 μm 帯サーベイ観測を実施する。次に、3 μm 吸収が検出された天体について、明るい天体に対してはすばる/ULTIMATE、暗い天体に対しては TMT/IRIS を使用した近赤外低分散分光観測によって 1–2.5 μm の良質な反射スペクトルを取得し、水氷量を正確に決定する。また、ULTIMATE の多天体分光モードを利用して各吸収帯の強度および形状の自転にともなう変化を検出し、天体表面の不均質性を明らかにする。

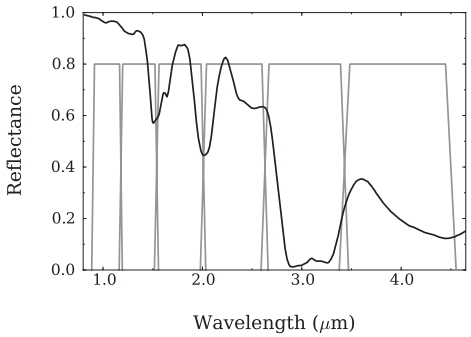


図 3.112: 水氷の反射スペクトル（黒線）[23] と WISH ミッションで提案されている広帯域フィルターセットの波長範囲（灰色線）。

(2) 希少氷分子の検出

宇宙風化によって外縁天体表面を赤化する主要因とされているメタノール氷やアンモニア氷が示す吸収帯を近赤外分光によって検出する。形成時の温度環境を特定し、形成領域に制限を与えることにより、惑星大移動にともなって起こったとされる微惑星の大規模力学進化の解明に迫る。メタノール氷は 2.27 μm に、アンモニア氷は 2.21 μm に特徴的な吸収帯を持つが、水氷の吸収に比べると強度が非常に弱いため、検出には高い S/N のスペクトルが要求される。観測には TMT/IRIS を使用し、特に赤いカラーを示す天体に対して K バンド帯の長時間分光を行う。

彗星

氷と塵からなる直径数キロメートル程度の核をその本質とする彗星は、彗星核が太陽系形成初期の原始惑星系円盤段階において形成された微惑星の残存物であるという認識から、微惑星の化学組成と物理構造を保持する始原天体という観点で、太陽系形成過程の理解において重要な天体であると考えられている。彗星は、原始太陽系円盤中での H_2O 凝結ライン（雪線）より外側で形成された氷微惑星という意味で、原始太陽系円盤の比較的外側についての情報を提供する。

また、微惑星は、原始太陽系円盤内における化学進化の結果を含むだけでなく、星間空間由来の塵・氷微粒子に関する情報も提供すると期待されるため、彗星の観測的研究から、(1) 原始太陽系円盤、および (2) 太陽系の元となった分子雲についての知見を得ることができる。彗星という太陽系天体の素性を明らかにすることは、このように、太陽系の起源を明らかにすることと密接に関連している。

これまで、彗星の観測は主に地上からのリモート観測によってなされてきた。彗星の物理観測は、彗星核から昇華した分子ガスおよびガスにひきずり出される難揮発性固体微粒子（塵）の作るコマ（大気）、あるいは塵やイオン化したガスの作る尾の観測が主体であった。1980 年代後半以降には、スペースからのリモート観測が次第に行われるようになり、地上観測では地球大気によって吸収されてしまう分子種や塵に含まれる様々な鉱物の観測も進んでいる。また、並行して探査機による彗星核の直接探査が、欧米を中心にして進められてきた。こうした直接探査は非常に強力な研究手段ではあるものの、そのサンプル数は極めて少ない。そうした意味で、地上やスペースからのリモート観測は極めて重要である。しかも、過去の観測は比較的明るい彗星のコマ（大気）中のガスや塵に限定されており、さまざまなサイズ（明るさ）の彗星核がどのような特徴を有しているのか、その全貌は全く明らかになっていない。

彗星科学における 2020 年代の重要課題として、太陽系（特に氷微惑星の）起源解明という観点から、「氷微惑星＝彗星核の構造を明らかにし、微惑星そのものの形成プロセスを解明する」ことと「微惑星を手がかりとして、分子雲から原始太陽系円盤に至る物質化学進化過程を解明する」という大きな 2 つの課題がある。いずれも微惑星残存物である彗星核のキャラクタリゼーションという事では同じであるが、何に重点をおいて結果を解釈するかという違いになろう。

(1) 彗星核の構造から探る微惑星形成プロセス

リモート観測によって彗星核の構造に関する知見を得るためには、彗星が太陽から遠方にある時の物理観測が重要である。太陽から遠方にある場合の彗星はほとんどガス放出を行わず、核表面の直接観測が可能であるため、表面物質を明らかにすることが可能となる。しかし、その観測には大口径望遠鏡による可視から赤外線波長域における低分散分光観測が必要である。

一方、彗星核内部を探る上で重要な現象として、アウトバースト（図 3.113）や分裂現象、ジェット活動などが挙げられる。彗星核は、太陽から遠方においても、突如として大量のガスと塵を放出するアウトバースト現象を示すことがある。この場合、彗星核内部にある超揮発性の氷の昇華が重要な役割を果たすとされており、アウトバースト時に放出されたガスの組成比が星間氷の組成比と酷似しているという報告がある [47]。

特に、アウトバースト時には超揮発性の CO などが昇華することで彗星核中の H_2O を主体とする氷微粒子が直接放出され、観測されることがある。最近の彗星コマのガス観測から、彗星核中には二種類の異なる氷が混在している可能性が示唆されており、一方は H_2O を主体とする氷、他方は揮発性の高い CO や有機分子を含む氷であると考えられている [60]。氷微粒子の組成比については主成分である H_2O 以外は分かっておらず、その組成比解明は、今後の重要研究課題である。こうした二種類の氷の存在は、従来、コマ中の異なるジェット（彗星核表面の異なる部位からのガス放出）の観測から得られた、彗星核の非均質性に関する知見が元となっている。一方、おそらくアウトバースト現象とも密接に関連する、核の分裂現象においても、個々の分裂破片の観測から、微惑星の構造、非均質性についてサイズおよび組成比に関して重要な知見が得られる。



図 3.113: アウトバースト直後のホームズ彗星 (画像提供: 国立天文台天文情報センター)。

また、アウトバースト直後の観測では、主に超揮発性分子の氷を主体とする星間氷が昇華した結果であり、星間氷粒子によって被覆されていた、より始原的な

（原始太陽系円盤内部での熱的なプロセスを経ていない）星間塵の観測が可能と期待される。彗星塵の観測からは、原始太陽系円盤中での熱的なプロセスが示唆されているが、こうした原始太陽系円盤中でのプロセスに対する初期状態の解明という観点から、アウトバースト直後に放出される物質の観測は重要である。

こうした太陽から遠方での彗星活動や、小規模なアウトバーストなど光度的に暗いターゲットおよび現象を観測、追跡するには、これまでは十分な口径の望遠鏡および観測装置が不足していた。2020 年代以降、超大型望遠鏡による観測から、微惑星の内部構造について物理化学的な granularity ならびに微惑星形成プロセスに関する研究を大きく進めることが可能となると期待できる。特にアウトバーストのように時間変化に着目した高空間分解能観測が重要である。

(2) 彗星物質から探る太陽系起源物質の物理化学進化プロセス

彗星核は微惑星残存物として、太陽系形成以前の物質の情報を有している。既に上で述べた内容と多くは重複するが、分子雲から原始太陽系円盤に至る過程での物質化学進化の解明という意味で、微惑星に含まれる揮発性および難揮発性物質の組成比は、特に重要である。揮発性物質の組成比は、基本的には彗星コマ中のガスの高分散分光観測によって明らかにされる。これまでにも種々の有機分子の探査や、さまざまな分子における同位体存在比の決定がなされてきた。特に同位体存在比については、分子形成過程における温度環境などを反映しているため、太陽系の元となった分子雲環境の解明という観点から重要視されているが、多くの同位体が極めて微量成分であるため、同位体存在比の決定には極めて高い S/N 比の達成が必須となる。まさに、超大型望遠鏡が利用可能となる 2020 年代以降のサイエンス・ケースとして重要なテーマであろう。

一方、中間赤外線波長域における低・中分散分光観測による鉱物組成や結晶度の決定は、彗星核に取り込まれた固体微粒子の熱的進化過程解明にとって重要である。特に結晶質シリケイトは、微惑星が形成されるまでの間に原始惑星系円盤の中で形成・進化が進んだと考えられており、彗星核の形成場所や円盤内での物質循環に関しても大きなヒントとなる。

これらの研究には 5–70 μm の中間赤外線波長域での分光観測が必要である。鉱物組成・結晶度の決定をより正確に行うには、10 μm 帯は鉱物の放射フィーチャが混んでいるため、20 μm よりも長い波長帯が特に有効であるが、これまでの観測例は多くない。これは地上観測では困難であるため、スペースでの衛星観測が必須となる。

必要とする望遠鏡、装置

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上専用 + 分光器	$\sim$ 6–8m	分光	近赤外線 (3 μm 帯)	$R \sim 200$–300		
スペース	$\sim$ 1.5 m	撮像	1–5 μm	$R \sim 4$	~ 30 □′	FWHM $\sim 0\farcs5$
地上	$\sim$ 8 m	AO+多天体分光	1–2.5 μm	$R \sim 1000$	~ 10 □′	FWHM $\sim 0\farcs2$
地上	$\sim$ 30 m	AO +分光	1–2.5 μm	$R \sim 1000$	~ 0.5 □′	FWHM $\sim 0\farcs1$
地上	8–30 m	分光、ToO	可視・近赤外線	低・中分散		
スペース		分光	5–70 μm	低・中分散		

3.12.3　生命の起源と普遍性の探求

ここでは太陽系天体の観測による生命関連の研究を、「生命材料物質の起源の理解」と「地球外生命の探査」に大別して、展望してみる。前者は、地球生命の材料物質である水と有機物が、いつどこで生成され、どのような過程を経て生物を構成するに至ったかについての理解を深めることを意味する。後者は、地球以外の太陽系内天体に存在する（した）生命を発見するために、天体の環境をより詳細に調べ、生命が居住しうるのか判断する材料を提供するとともに、生命活動の痕跡を捉える試みを実施することを指す。

生命材料物質の起源の理解

(1) 小惑星

地球の生命の材料物質は、どこから来たのだろうか？このような問いかけに対して、太陽系始原天体（つまり彗星や小惑星）に起源を求める研究者は少なくない。特に、1969 年に回収された Murchison 隕石中にはじ

めて検出されたアミノ酸の L-鏡像異性体の過剰 [20] は、隕石母天体である「炭素質な小惑星（C 型が代表的で、それ以外に D、B、G、F、T、P 型が含まれる）」に地球生命の構成物質と類似した有機物が豊富に存在することを示すものである。ただ、回収される隕石サンプルの大半は、地球上の有機物質によって汚染されていることから、産地（つまり母天体である小惑星）情報を確実に得られるサンプルリターンに期待が寄せられている。このような考えに基づき、はやぶさ 2 (JAXA, 2014 年 12 月打ち上げ成功) と OSIRIS-REx (NASA, 2016 年打ち上げ予定) という二つの炭素質な小惑星からのサンプルリターン探査が今まさに実施されようとしているのである。2020 年以降、はやぶさ 2 の試料が回収され、その有機物分析と分光的特徴の関連性が明らかになれば、この分野は飛躍的な進歩が期待される。生命の起源を観測的に研究するにあたり、このような小惑星サンプルリターン計画との連携は必要不可欠なものであると考えられる。

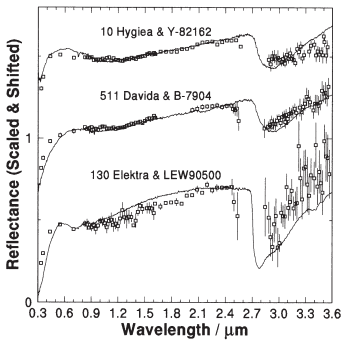


図 3.114: 炭素質隕石（実線）と小惑星スペクトル（○, □）の比較 [33]（掲載許可取得済み）。0.4 μm 以下と 3 μm 付近に吸収が見られる。

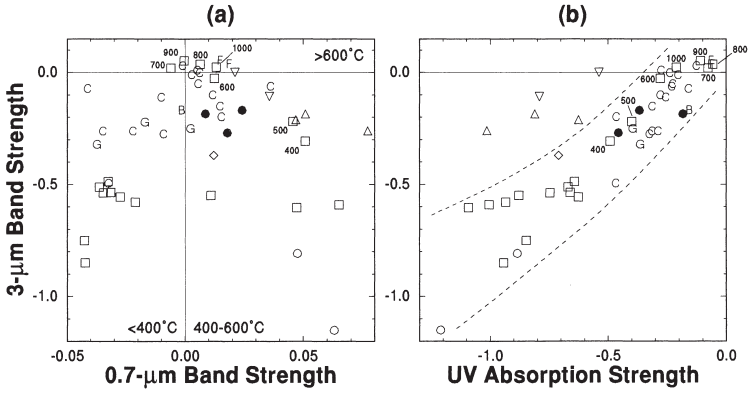


図 3.115: 炭素質な小惑星 (C, G, B, F) と隕石（その他の記号）の近紫外, 0.7 μm, 3 μm 吸収強度の比較 [33]（掲載許可取得済み）。(a) では、炭素質な隕石や小惑星は、過去に経験した熱履歴によって 3 つのグループに分類することができると考えられる。(b) では、近紫外と 3 μm の吸収強度がよい相関を示す。

では、具体的にどのような観測量によって、生命の起源物質と関連づけることができるのだろうか？通常の小惑星の観測量は、固体表面（レゴリス層を含む）からの散乱光、または熱輻射であり、分光観測から有機物に特徴的な輝線、吸収線を検出することは困難である。ただ、アミノ酸の生成に不可欠な「液体の水」の痕跡を天文観測によって調べることは可能であると考えられる。小惑星の反射スペクトルは、0.4–2.5 μm にかけてほとんど特徴がないが、3 μm 付近で含水鉱物（無水ケイ酸塩が液体の水と反応してできたと考えられている）の吸収を示すものが知られている（例えば [75]）。また、Fe^{3+} に起因する紫外から可視短波長（<0.4 μm）での吸収を示すもの、層状ケイ酸塩に起因する 0.7 μm 付近でのきわめて弱い（せいぜい数%）吸収を示す炭素質な小惑星も知られている。これらは、3 μm 付近の含水鉱物の吸収と良い相関があることから、液体の水が存在した間接的な指標と考えられている（図 3.114、3.115）[33]。最近では、現在もなお水を保持している小惑星（メインベルト彗星と呼ばれることもある）の存在が知られるようになってきた [36]。これらの天体のうち 24 Themis では、近赤外分光観測から、3.4 μm 付近に有機物に起因すると考えられる吸収が見つかった（図 3.116）[13; 74]。

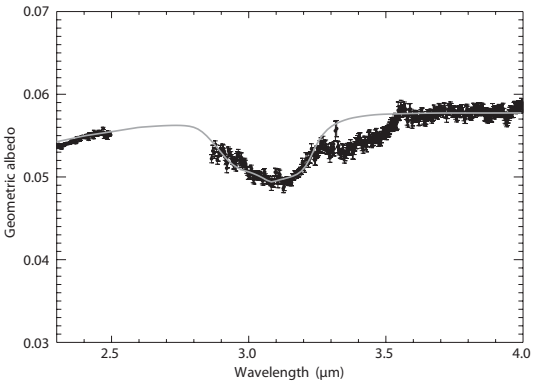


図 3.116: 炭素質小惑星 24 Themis の近赤外スペクトル [74]（掲載許可取得済み）。線は水氷で覆われた輝石のモデル。3.1 μm を中心とした水と、3.4 μm 付近の有機物による吸収が検出された。

このように、含水鉱物や水、有機物に着目し、太陽系のどの場所（メインベルト、ヒルダ・トロヤ群、外縁天体など）で、どの時期に液体の水が存在し、アミノ酸が形成されたのか、探査機試料による詳細解析と、天文観測による概観的な調査がまさにはじまろうとしている。具体的な観測方法として、低分散分光（0.4 μm 以下、0.7 μm 付近、2.7–3.5 μm）があげられる。いずれにしても、見かけ等級が暗いことから、地上大型望遠鏡が必要であろう。また、宇宙からの観測では、2.7–3.5 μm 帯の観測は有利であることはいうまでもない。

(2) 彗星

一方、彗星は有機物や水に富んだ天体として古くから知られている。前節で述べたように、太陽系誕生時の惑星構築単位である微惑星（とくに太陽から比較的遠方に存在した氷微惑星）の残存物とされる彗星は、太陽系形成初期の情報を有する貴重な始原天体である。1980 年代後半のハレー彗星探査によって、彗星固体微粒子中に CHON 元素が多く含まれていることがわかった。さらに、Stardust 探査（NASA、2006 年サンプル回収）で採取された彗星塵の試料には、官能基や脂肪炭素からなる多様な有機物を始め、アミノ酸が検出されたとの報告もある [19]。このように彗星塵には多様な有機物が含まれており、そこに生命材料物質あるいはその前駆体が含まれていたと期待されている。しかし、こうした分析に耐えうる彗星塵試料は、サンプルリターン型の探査でなければ得ることは難しい。

リモート観測による彗星塵中の生命材料物質あるいはその前駆体へのアプローチは困難を極めている。彗星塵は多種多様な鉱物および有機物から成ると考えられるが、一般には可視光波長域における吸収（あるいは中間・遠赤外線波長域における放射）スペクトル中に見られる分光学的特徴に基づいて成分が同定されている。これらのフィーチャーは幅の広いバンド吸収（あるいは輝線）であって、個別の分子種を区別することが比較的難しい。

彗星氷中に含まれる各種の分子については、天文観測において、それらの氷が昇華して彗星コマを形成しているガスが観測されている。1990 年代終わり以降、彗星コマ中には彗星氷の主成分である水や一酸化炭素、二酸化炭素といった成分とともに、メタノールやシアン化水素、アンモニア、ホルムアルデヒド、メタンおよびエタンといった有機分子が検出されている。これらの分子の多くは生命材料物質の前駆体として重要な分子であると考えられるため、生命材料が直接的に地球に持ち込まれたかどうかは明快ではないものの、こうした分子の一部が彗星の衝突によって地球に供給されたことは間違いないだろう。彗星氷の中にどこまで複雑な分子が存在するのかについては、現在、最も重要な観測的研究課題の一つである。これまでの地上観測においては、特に上述のような有機分子については 3 μm 波長帯が非常に有用なウィンドウであった。それは、多くの C–H、O–H、N–H（伸縮）振動バンドがこの波長域に現れるからである。しかしそれは、逆に、多くの分子輝線がオーバーラップしやすいという欠点にも繋がる。そのため、今後は骨格振動が主に見られる中間赤外線波長域での高分散分光観測が重要となりつつある。この波長域は、有機化学分野において「指紋領域」と呼ばれる波長帯であり、様々な有機分子を容易に区別することが可能である。今後、地上からは大型望遠鏡による (1) 3 μm 帯および (2) 中間赤外線波長域での、微量成分（より複雑な有機分子）の同定と定量が重要となることは疑いの余地は無い。

いずれにせよ、彗星が何らかの形で生命起源物質を地球あるいは他の惑星・衛星へと供給したと考えられる。小惑星と彗星との寄与の比率については、今後の研究を待たねばならないが、これらの小天体に含まれる水の重水素／水素比などが手がかりになると考えられる。小惑星由来の物質と彗星由来の物質とでは、同位体比に差がある可能性が高い。しかし、こうした基本的な物理量の明確化は地上観測だけでは十分に行うことは出来ず、直接探査による実現が望ましい。彗星核についてはヨーロッパの Rosetta 計画が進行中であること、また小惑星についても前述のように探査およびサンプルリターン計画が進んでいることから、これら探査計画と協力した研究遂行は必須であると考えられる。天文観測は、(1) 広く分布する彗星や小惑星を総観できる、および、(2) 探査天体の普遍性や独自性を特徴づけることができる、という 2 つの点で重要な役割を果たすであろう。

地球外生命の探査

(1) 火星

地球型惑星である火星・金星は、形成過程の類似性から地球の兄弟星であると考えられている。しかし、近年の観測により、現在の大気環境はそれぞれ大きく異なることが報告され、大気ダイナミクスや組成の違いが注目されている。地球型惑星の大気の長期変化すなわち大気進化を解明することは、生命を維持しうる惑星環境の形成条件を理解することにつながる重要課題である。特に、火星は生命の可能性の点で期待を集めている。近年の火星周回探査機データから、火星にかつて大量の水が存在していたことが確実視されている [51]。しかし、現在の火星には表面上に水は存在しない。一方で、火星の地下に多量の氷がある事が観測データや理論モデルから示唆されており、火星の水循環に興味が集まっている。一方で、2003 年、火星大気中に微量のメタン CH_4 が発見された [26; 50; 59]。火星の酸化的な大気の下ではメタンは不安定で急速に分解するため、現在もメタンの供給源が存在していると期待される。地球におけるメタンの生成過程と同様に考えれば、その起源としては地質学的過程や生物学的過程が考えられる。しかし、これまで観測によって検出された火星メタンの時空間変動は大きく（図 3.117）、現在考えられている大気化学反応モデルよりも数 100 倍速い消失過程が必要であることが示唆されているが、そのメカニズムは分かっていない [59]。

これらの火星の水循環やメタン起源の解明のためには、火星大気ダイナミクス組成の解明に不可欠な大気成分の存在量・速度場・温度場・高度分布の導出を可能とする観測装置が求められる。とくに、赤外–サブミリ帯におけるメタン（CH_4）、水系分子（H_2O_2、H_2O 等）大気吸収線・輝線の分光観測が有効である。しかも、地上観測から火星と地球の大気吸収線と分離するため、波長分解能数十万 ∼100 万程度での高分散分光が必要である（図 3.118）。かつ、空間分布の測定のために、数十秒角以上のロングスリットによる空間スキャン、もしくは視野を火星ディスクより十分小さくして空間スキャンすることが重要である。観測機会については、地上大型望遠鏡による単発的観測や、衛星搭載器による低分散観測では本質的な解決はなく、火星接近時（2 年に 1 度程度）にモニター観測することが求められる。また、観測サイトは、水蒸気が少なく安定している高地や南極が最適である。この解明は、火星における「生命・地殻活動の探査、気候環境の理解」「微量成分大気の高精度検出とその変動・局在性の把握」「水循環・気候システムの理解」を目指した将来火星探査ミッション提案 [93; 98] につながるものであり、これらの大気変動を捉えることが可能な高分散分光器によるモニター観測への期待は高まっている。

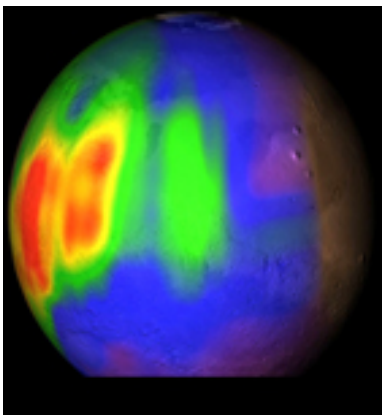


図 3.117: 地上大型望遠鏡と赤外高分散分光器で観測された火星メタンの空間分布 [59]（掲載許可取得済み）。メタンが局在化していることがわかる。

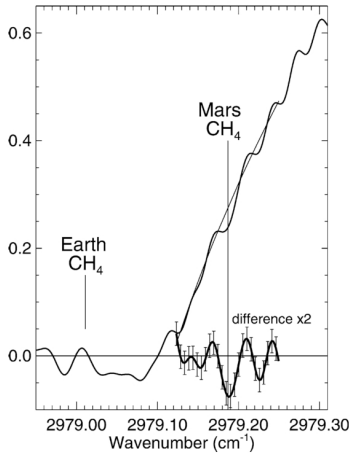


図 3.118: 地上観測に基づく火星メタンのスペクトル例 [50]（掲載許可取得済み）。地球メタンの吸収の底付近にわずかな火星メタンの吸収が見られるため、高分散分光が必要である。

(2) 外惑星周りの衛星

木星や土星などの巨大惑星の氷衛星には、多量の地下水が存在することが最近明らかになってきた。特に、探査機観測により、木星衛星エウロパの地下に流体の水があることが示唆され [77]、また土星衛星エンケラドスからの氷火山噴出が観測されている（図 3.119）[94]。これらの結果を受けて、衛星の地下海における生命居住可能性が議論されている。地下水溶解物の組成等、地下海の環境を知ることは、その議論に重要な判断材料を提供する。これらの氷衛星からは、その噴出物や、表面からの光やイオンのスパッタリングにより、巨大惑星の電磁圏へ水系分子を含む粒子が大量に供給される。したがって、衛星周りの希薄大気の分析から、地下海環境を推定できる可能性がある。一方で、衛星から噴出・供給されたガスは負電荷をもつダストや酸素イオン等となり (図 3.120)、巨大惑星の電磁圏上下結合プロセスに重大な影響を与えるとともに、他の衛星表面に沈着するなど衛星間相互作用を引き起こす。つまり、惑星–衛星間、衛星–衛星間の相互作用を理解しなくては、希薄大気から衛星地下海の正しい情報を得るのは難しい。

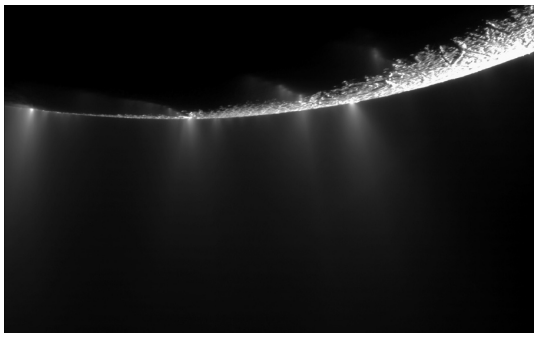


図 3.119: カッシーニ探査機による土星衛星エンケラドスの氷噴出火山 [94]（掲載許可取得済み）。

また、生命居住可能性の議論のためのみならず、惑星本体と衛星との電磁気結合という現象そのものも科学的に重要な研究対象である。たとえば、木星磁気圏のプラズマのほとんどが衛星イオ火山噴出ガス起源であることが知られている。これは、主にプラズマ源が太陽風である地球磁気圏とは大きく異なり、木星磁気圏は衛星イオ火山にコントロールされていることを意味する。従って、イオ火山活動を長期的にモニターすることは、木星電磁圏活動度を理解するために本質的である。近年、数年間以上にわたる地上モニター観測から、イオ火山活動が数年スケールで変動していることが示唆されており、これに関連する木星電磁圏活動度の長期変動も注目されている [58; 95]。

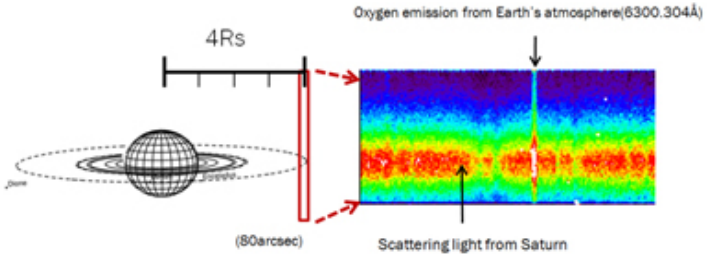


図 3.120: 地上望遠鏡と可視高分散分光器による、土星エンケラドス起源酸素原子 630 nm 発光の観測 [49]（掲載許可取得済み）。

この課題の解明のためには、衛星起源ガスの存在量や空間分布の導出を可能とする観測装置が求められる。地上観測（赤外、可視と電波・サブミリ）や宇宙観測（紫外）により、水系分子や酸素原子、ナトリウムや硫黄イオンなど衛星からの噴出物を起源とするガスの発光や電波を観測することで、複数の物理パラメータ時間空間変動を捉えるための長期モニター観測が必須である。このための光学装置としては、波長分解能数万以上の高分散分光器が必要である。かつ、空間分布の測定のために、数十秒角以上のロングスリットによる空間スキャンか、もしくは視野が数秒角以下で空間分布を明らかにできることが重要である。観測機会については、地上大型望遠鏡による単発観測と、TAO や大学望遠鏡等の独自望遠鏡による連続観測のそれぞれの長所を組みあわせた観測が有効であり、土星ないし木星接近時（年に 1 度程度）には連続観測することが必要である。また、観測サイトは、水蒸気が少なく安定している高地や南極が最適である。この巨大惑星の衛星噴出ガスの研究は、背景磁場や数密度が高度とともに変化する衝突～無衝突プラズマの振る舞いの理解に直結する。これは、比較惑星学的に、地球と異なる環境における宇宙プラズマの実験場とみなすことができる。

必要とする望遠鏡、装置

テーマ	必要な観測、データ	将来装置
含水鉱物・水・有機物の探査（小惑星）	可視・近赤外低分散分光	地上望遠鏡 (≥8m)、または赤外宇宙望遠鏡
微量有機物の同定・定量（彗星）	近赤外・中間赤外高分散分光	
水循環・メタン起源の解明 (火星)	中間赤外 (5–20 μm) 超高分散分光 (R:数十万 ~100 万) による空間分布、連続モニター観測	専有中型（1~ 数 m）望遠鏡
希薄大気の空間・時間変動（氷衛星）	同上	同上

3.12.4 太陽系天体の多様性: 現在の太陽系の理解

太陽の周りを公転する太陽系天体は、天体サイズ、組成、関連する物理現象などについて多岐にわたっている。太陽系天体は、一般に、太陽の散乱光を可視光で、熱放射を赤外線で見ることで、光学特性・熱特性を知ることができるが、一方で、これらの波長帯には多様な分子や鉱物による吸収や放射の特徴的なスペクトルが存在し、構成物質の同定に結び付けられる。さらに、これらの時間変化を追うことで、物理現象の動的変化を把握し、総合的な理解につなげることができる。本章では、現在の太陽系の多様性をあらゆる観点から観測的に捉え、そこから得られる太陽系の起源と進化を考える手がかりについて議論する。

惑星大気循環

太陽系のほとんどの惑星は大気をもっており、それぞれの惑星で独特の風を生じている。惑星スケールの風である「大気大循環」は、太陽からのエネルギーを惑星全体に分配し、化学物質を運び、雲を発生させて気候を形成する役割を担っており、惑星の大きさや太陽からの距離、大気成分などの条件によって様々な循環パターンが生じていると考えられる。地球の場合、熱帯地方では東風、中緯度では西風が卓越し、いずれも自転速度よりもはるかに遅い。火星においても、比較的地球に似た風が吹くと考えられている。一方で、金星ではすべての緯度で自転と同じ方向の風が吹き、雲が存在する高度 60 km 付近では自転速度の 60 倍もの速度に達する (スーパーローテーション、超回転)。また、ボイジャー 1 号やホイヘンス・プローブなどによる観測から、土星の衛星タイタンにも自転速度の 10 倍程度のスーパーローテーションが生じていることがわかった [24; 25]。タイタンは惑星ではないが、窒素を主成分とする 1.5 気圧の大気を持つ。宇宙全体で見れば、スーパーローテーションは惑星の風の基本形態の一つとも考えられる。地球や火星の偏西風は子午面循環に依る固体惑星から中高緯度への自転軸周りの角運動量の移流によって、かなりの部分を説明できる。一方で、金星に見られるスーパーローテーションに関しては、いかに自転よりも速い回転を維持しているのか、その運動量はどこから来たのか、従来の気象学では説明ができない。太陽系で最も自転の遅い惑星である金星での大気大循環の理解は惑星気象全体の理解の鍵となる。

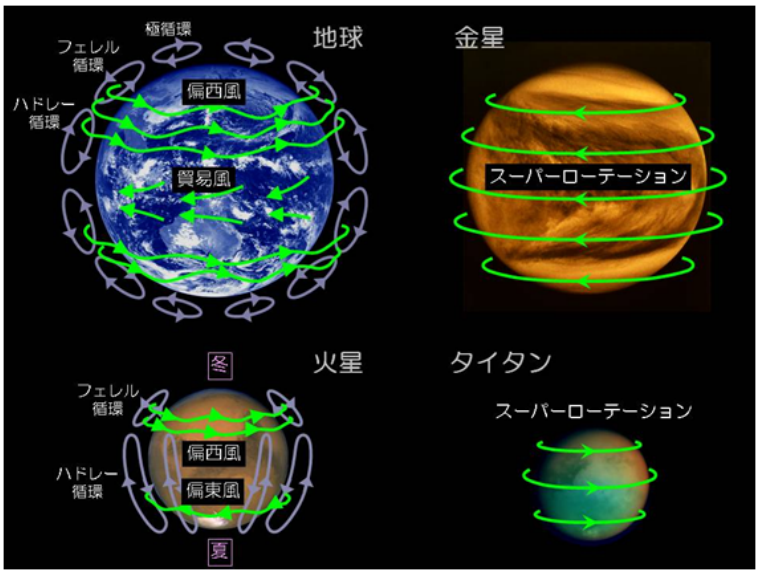


図 3.121: 地球型惑星の大気大循環のイメージ (JAXA 今村剛氏作成)。

理論面では、金星のスーパーローテーションを加速する様々な説が提唱されている [22; 28; 55] が、その実態は未解明である。そこで、多波長同時観測を長期的に実施することにより、大気大循環の 3 次元構造および大気波動 (波による運動量と熱の輸送) の励起・伝播・散逸過程を観測面から明らかにすることが不可欠となる。

近赤外域には H_2O, CO, HCl, SO_2 など微量成分の吸収帯があり、これらを分光撮像することでそれぞれの波長に応じた高度の情報を得られる。金星夜面の観測では下層大気からの熱放射を観測することになり [72]、微量成分をトレーサーとして雲よりも下層における大気擾乱を可視化できる。金星昼面では雲層での太陽光反射の観測から、高高度での微量成分の分布と時間変動を捉える [45]。また昼面 CO_2 の吸収データからは雲層中の大気波動を検出することも可能である [35]。

分子吸収線を用いて大気擾乱を追うには、金星と地球の大気吸収線を分離できる数万から数十万程度の高分散分光器が有効である。加えて、数 10″ 以上のロングスリットでの空間スキャン等で、1″ 程度の分解能で空間分布を得ることが重要となる。これまでも単発の観測は公募制の大型望遠鏡を用いて実施されてきたが、大気波動を検出するには、少なくともその波動の 2 周期分のモニター観測が必須であり、その変動を捉えるにはより長期的な観測が求められる。モデルから想定されている波動の周期はおよそ数日から 1 週間程度であり、このようなモニタリングでは、地球の水蒸気が少なく安定してることが望ましく、南極やチリ・アタカマ砂漠のような高地の観測サイトが最適と言える。

巨大ガス惑星の衛星の希薄大気 放出される物質やその時間変化

巨大ガス惑星である木星や土星は、その大気組成に加えて磁場強度や自転速度なども地球と大きく異なる極端環境を有する。そしてこれらの衛星にも多様な環境が存在している。前節で述べたように、木星の衛星イオは、太陽系でもっとも活動的な火山を持ち、多量のガスを木星磁気圏に噴出し、オーロラ発光に代表される木星磁気圏活動をも支配する。これは、磁気圏が外的要因 (太陽風) に支配される地球と対照的である。また、エウロパには地下水があり、ガニメデは固有磁場を持つ。一方、土星の衛星エンケラドスの地下には液体の水が存在し、カッシーニ探査機により氷噴出やダストとプラズマの相互作用が検出されている [90]。

過去の研究では、狭帯域フィルターによるイオ噴火起源の中性ナトリウム原子分布の長期 (年間数 10 晩、期間は数年間以上) 撮像観測 (例えば [58]) や、中小口径望遠鏡と高分散分光器による硫黄イオン発光の観測から視線速度や温度が求められ、噴火ガス起源イオンと磁気圏の相互作用が明らかにされてきた。大口径望遠鏡 (すばる望遠鏡, NASA/IRTF 等) と赤外線高分散分光器を用いた年間数–10 晩の観測により、木星や土星の H_3^+ (3.9 μm, 3.4 μm) オーロラ発光強度ならびに電離圏イオン視線速度と温度分布が導出された [80]。さらに、中口径独自望遠鏡 (Mini-TAO 等) の中間赤外観測により、イオ火山活動の直接モニタリングに成功した [96]。地上電波観測では、数 10–数 100 MHz において木星磁気圏プラズマ加速起源電波が捉えられた [48]。一方、宇宙からは紫外域観測が可能となり、HST による木星や土星の紫外オーロラの詳細空間分布 [15]、Hisaki/EXCEED による木星 EUV オーロラ空間分布とイオ火山噴出ガスの紫外発光観測 [97]、Chandra、XMM/Newton、「すざく」による木星 X 線オーロラが観測されてきた。さらに、探査機によって、磁気圏プラズマや高速中性粒子等の直接探査とオーロラ撮像がなされてきている。

木星や土星の多様な衛星環境と磁気圏相互作用の今後の理解のためには、惑星系と衛星系におけるエネルギーや物質の上下エネルギー輸送過程や時間変動を捉える必要がある。このためにはターゲットとなる惑星が観測可能な期間 (1 年に半年程度) の連続モニター観測 (数 10 晩以上) が本質的である。モニター観測は、公募による大型望遠鏡の単発観測では著しく不十分であり、中小口径望遠鏡が不可欠である。波長は、衛星の氷火山噴出ガスにみられる水系分子の発光は近赤外線の波長域に多く存在すること、加えて木星と土星磁気圏の活動の指標となる木星 H_3^+ 赤外オーロラも 3.9 μm であることから、可視とともに赤外域 (1–5 μm) の観測が重要である。また、中間赤外線 (10–20 μm) ではイオ火山活動のモニタリングが可能であるため、TAO による観測が期待される。さらに、次世代補償光学系と大口径望遠鏡の組み合わせにより、イオ火山を超高空間分解 (0.″1 以下) で撮像することで、火山のホットスポットを詳細に観測することが可能となる。2030 年頃に木星の衛星ガニメデを周回するの予定国際探査機計画 JUICE(Jupiter Icy Moon Explorer) と共同した地上観測を達成し、成果を増倍させる役割を担うことも、今後の重要な課題である。

彗星と小惑星のはざま

近年、「彗星」とも「小惑星」とも分類しにくい天体が発見されるようになってきた。彗星は、太陽系形成時に作られた微惑星が、その形成以降、太陽系外縁領域に分布し、比較的最近になって内惑星領域にもたらされた天体だと考えられている。これらは揮発性物質に富んでいるが、太陽に近づくたびに表面付近の氷は昇華して失われていき、周回を重ねることによってやがて見た目が小惑星状に観測される天体、枯渇彗星へと進化していくと推測される。しかし、このような彗星の軌道進化の頻度や枯渇彗星の存在割合はいまだによくわかっていない。一方、小惑星は、彗星よりも内側で形成され、惑星に成長することができなかった天体の残骸であると考えられている。これらの天体は、形成以降、主に衝突による進化を経ており、その衝突破片の一部は再集積してラッブルパイル構造を持った天体になる。一般に、小惑星は彗星よりも高温領域で形成されたために揮発性物質をあまり含んでいないと考えられてきたが、最近では氷を含んだ小惑星 (メインベルト彗星) も発見されている [36]。しかし 46 億年間どのようにして揮発性物質を保持してきたのかはよくわかっていない。また、彗星状に観測される小惑星の一部は、衝突 [39; 40] や自転崩壊 [46] によって生じたと考えられているが、その頻度についてよくわかっていない。これらの天体を多く観測することで、現在の太陽系で起こっている小惑星同士の衝突進化現象を捉えることができる。

このような天体の本格的な研究が行われるようになったのは 2005 年以降であり、統計的な議論を行えるだけのサンプル数を観測できていないのが現状である。メインベルト彗星の活動を引き起こす揮発性物質 (H_2O, CO_2 など) の組成や比率、ダストの組成などは、TMT クラスの望遠鏡によって解明されるものである。一方、地球近傍で起こる明るい現象の場合には、すばる望遠鏡や中小口径望遠鏡を用いたアウトバースト直後から約 1ヶ月おきの撮像モニター観測を実施することによって、彗星活動によって発生したダストの質量や総エネルギーを見積ることができるため、その発生メカニズムを推定することが可能になる。このように、大型望遠鏡による物質的なアプローチと、中小口径望遠鏡を用いた早期フォローアップを組み合わせることによって、彗星や小惑星の起源やその進化に迫ることができる。これは既存の観測装置だけでは困難であり、2020 年以降の重要な研究課題の 1 つである。

スペースガード、資源探査

2013 年 2 月に発生したロシア・チェリャビンスク州への隕石落下のように、太陽系小天体の地球への衝突の脅威は現実なものとなっている。地球に接近する軌道を持つ地球近傍天体 (near-Earth object: NEO) の発見・追跡・物理状態の解明及び衝突回避方法の研究を行う活動をスペースガードと言う。初期のスペースガードの目標として、人類存続に致命的な影響を及ぼす直径 1 km 以上の NEO の 90 %以上を発見することが設定され、様々な観測が実施されてきた [82]。これらの観測により、2014 年 11 月までに直径 1 km を超える NEO 862 個が発見された。これは推定存在数の約 90 %に当たり、初期の目標は達成されたと言える [32]。

一方、直径 1 km 以下の NEO であっても、都市の破壊を起こすには十分なエネルギーを有している。2013 年に開催された国連宇宙空間平和利用委員会 (Committee on the Peaceful Uses of Outer Space: COPUOS) では、現存する観測機関等により構成される「国際小惑星警戒ネットワーク (International Asteroid Warning Network: IAWN)」の設置を勧告し、NEO に対するさらなる観測を奨励している [79]。また、米国では Asteroid Grand Chanllenge という指針の下、Catalina Sky Survey, Pan-STARRS, LINEAR などによる NEO の発見と追跡、Goldstone Deep Space Communications Complex, Arecibo Observatory, NEOWISE, NASA/IRTF などによる物理観測が検討されている。2030 年までに直径 140 m 以上の NEO の 90 %を発見することがスペースガードにおける国際的な数値目標となっている。

このような状況の下、2020 年代の光赤外線天文学、とりわけサーベイ観測では、スペースガードの視点を常に意識する必要がある。2020 年代における NEO サーベイとしては、LSST (Large Synoptic Survey Telescope) や赤外線天文衛星 NEOCam (Near-Earth Object Camera) が計画されている。また、WISH のような観測機器がスペースガードに大きく貢献できると期待される。米国の WISE は、post cryogenic mission としてサーベイ観測を継続し、4ヶ月で 134 個の NEO を発見している [53] が、2020 年代には発見数の増大が見込まれる。

小惑星の資源探査という観点は、米国を中心に商業的な利用の可能性が検討されている (c.f., Asteroid Initiative[7])。日本においては本格的な検討は行われていないものの、探査機によるサンプルリターンや隕石の実験室内測定等といった、世界的にユニークな技術を有している。資源探査を行うためには小惑星の構成物質を推定することが重要となる。従って、小惑星の構成物質の同定へ向けた天文観測は、2020 年代において重要な課題となる。これには、可視分光観測によるスペクトル分類や、それを拡張する近赤外線の分光観測 (3.12.2 章参照) に重点を置く必要がある。

惑星間塵と黄道光

黄道光とは、惑星間塵による太陽光の散乱光または熱放射であり、薄く広がった淡い面光源である。惑星間塵の寿命は、主星からの放射圧や Poynting-Robertson 効果によって数 10 万年程度 [54; 42] であるため、継続的なダスト供給が必要であり、その供給源として小惑星同士の衝突や彗星からの放出が考えられている [42; 65] が、それぞれがどの程度の割合で寄与しているのかはまだわかっていない。

黄道光の地上観測から惑星間塵の空間分布に制約を与えることが可能だが (例えば [44])、一方で、スペース望遠鏡による高精度の観測も進んでいる。黄道光観測は、特別な光学設計がなされていれば、観測ロケットや超小型衛星搭載の小口径望遠鏡であってもトップサイエンスが達成可能であり、スペース天文学の分野における人材育成の機会の維持という観点でも 2020 年代の天文学において重要である。

惑星間塵の組成を観測的に決定するためには、スペースからの黄道光の分光観測が必要である。過去の黄道光分光観測からシリケイトフィーチャーが検出されている [56; 67; 73; 68; 85]。また、黄道光ダストバンドは小惑星起源だと同定されている [18; 62] が、シリケイトフィーチャーの強度がダストバンドで異なるという観測事実が知られている [70]。そこで、ダストバンドを含む広い天域に対し、近・中間赤外線の波長帯での分光観測によって、シリケイトフィーチャーの強度マップを描き出すことで、惑星間塵の起源に迫ることができる。これには、小型衛星搭載の小口径望遠鏡による 10 μm 帯における低・中分散分光装置が必要となる。より簡易的に、非冷却の装置を用いて 1 μm 帯で観測を行うという戦略も考えられる。

小惑星と彗星では軌道が大きく異なるため、惑星間塵の 3 次元分布を観測することは、その起源の同定にきわめて重要である。しかし黄道光は地球近傍からは視線方向に積分されたものとして観測されるので、惑星間塵の 3 次元分布を得るためには、惑星間空間からの観測が必要となる。パイオニア 10 号 [31]、ヘリオス 1、2 号 [52]、ユリシーズ [29] 等による 1970–1990 年代の先駆的な惑星間塵の 3 次元観測により、大まかなダストの空間分布の情報は得られたが、起源の同定には至っていない。地球近傍からメインベルトを超えて木星軌道に至るまで、近・中間赤外線での多波長撮像または分光観測によって系統的なデータが得られれば、惑星間塵の起源同定において決定的である。2020 年代にそのような観測の実現を目指すのが EXZIT(EXo-Zodiacal Infrared Telescope)[57] である。EXZIT では、木星トロヤ群探査のためのソーラー電力セイル探査機に、可視・近赤外線 (オプションで中間赤外線) の観測装置を搭載し、木星までのクルージング期間中に黄道光観測を連続的に行うことで、惑星間塵の 3 次元分布を観測する。特にメインベルト前後での黄道光の輝度変化を詳しく観測することで、黄道光に対する小惑星起源の割合が得られる。また、小型科学衛星 DESTINY(Demonstration and Experiment of Space Technology for INterplanetary voYage) をベースとした将来の黄道面脱出ミッションにおいても同様の観測を実施し、特に彗星起源のダストの寄与を推定することを目指す。EXZIT による黄道光の立体観測計画は、惑星間塵の起源を決めるという科学目的だけでなく、赤外線観測にとって最大の前景光である黄道光を逃れるために、地球近傍から惑星間空間へとより良い観測場所を求める最初の一歩となる。その意味で、2020 年代よりさらに先の赤外線天文学を見据えたミッションとして実現が大きく期待される。

太陽系外惑星との関連

系外惑星の発見は我々の太陽系の理解の変革にも繋がった。例えばホットジュピターの発見は、太陽系内でも惑星移動があったことを示唆し、太陽系の進化の理解が深化した。一方で、系外惑星の観測から得られる情

[7] http://www.nasa.gov/mission_pages/asteroids/initiative/

報は限定的であるため、太陽系内惑星の観測から得られた知見を系外惑星に活かしていくことが重要である。

(1) 系外惑星分類の基礎となる、太陽系内惑星大気の性質の理解

系外惑星の大気はトランジット法により調べられる。この際、我々の太陽系の惑星は、大気を持つ既知の惑星としてテンプレートとなる。しかし、木星や土星などの大気透過光の観測例は、観測者 (探査機) を惑星の向こう側に移動させる必要があり、観測例は非常に少ない。また、今後は地球型系外惑星の直接撮像が目標になるが、その際にはディスク平均された地球反射光がどのように見えるかは確認しておく必要がある。そこで、より詳細な系外惑星の大気観測を成功させるためには、太陽系の惑星を系外惑星に見立てた観測がその基礎として必要となる。

ガリレオ衛星食の観測から、木星の大気透過光を継続的に調べられることが明らかになった [86]。これにより、木星大気を探査機によらず地上観測から探ることが可能となる。ただし食の継続時間は短く、現在の観測装置では精度の高い観測には限界がある。TMT や JWST 等を用いて食中のガリレオ衛星を色々な位置関係において分光モニターすることによって、木星上層大気におけるヘイズやメタンの詳細な構造が明らかにされると期待される。

地球の大気透過光を調べるには月食の観測 [69; 88] が、反射光については月面地球照の観測 (例えば [30; 81]) が有効である。これらの観測結果を解釈することにより、地球が系外惑星としてどのように観測されるかを知ることができる。特に、系外惑星観測の生命探査の観点からは、生命の痕跡 (Biosignature) を検出することは重要である。すでに、地球照分光観測による植生レッドエッジの検出 (例えば [30])、地球照直線偏光観測による酸素分子の検出 [81] が報告されており、これらは地球型系外惑星の直接観測への応用が期待される。今後の目標としては、地球照円偏光観測による生体分子ホモキラリティの検出等が挙げられる。その実現には、大口径の望遠鏡は不要であるが、円偏光観測等の特徴的な観測装置が必要となるため、小中口径の大学望遠鏡等を用いた継続的な観測が有効である。

(2) 系外黄道光の観測

系外黄道光の系統的な探査は、惑星系の進化過程において、今までの「原始惑星系・残骸（デブリ）円盤」と「系外惑星」の間のミッシングリンクを埋める観測となる。すなわち、様々な種類のスペクトルタイプおよび年齢の恒星周囲の系外黄道光を探査することを通して、原始惑星系円盤から系外惑星形成に至る進化過程を観測的に追跡できる。例えば TMT コロナグラフ装置 SEIT(Second Earth Imager for TMT) では、$0''.01$ で 8 桁のコントラスト (Y, J, H バンド) を目標としており、その性能から、100 pc 以内の恒星について太陽系レベルの黄道光の検出可能性がある。また、太陽系内では観測不可能なオールト雲ダストによる黄道光を、近傍の恒星から系外黄道光 (系外オールト雲) として検出できる可能性もある [4]。より詳細な観測のためには、高感度・高分解能の遠赤外線観測として SPICA が必須である。これは、我々の太陽系内でまだ確認されていないオールト雲の存在を、系外天体の観測から実証することになり、太陽系に残された最後のピースを埋める観測として、2020 年代の観測的天文学に求められる課題である。

3.12.5　まとめ

本章で述べたテーマを進める上で必要な観測装置および望遠鏡について表 3.14 にまとめる。

表 3.14: 必要とする望遠鏡、装置

太陽系の起源と進化 (§3.12.2)

望遠鏡形態	口径	観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
地上専用 + 分光器	$\sim$ 6–8m	分光	近赤外線 (3 μm 帯)	$R \sim 200$–300		
スペース	$\sim$ 1.5 m	撮像	1–5 μm	$R \sim 4$	$\sim 30\ \square'$	$\sim 0''.5$
地上	$\sim$ 8 m	AO+多天体分光	1–2.5 μm	$R \sim 1000$	$\sim 10\ \square'$	$\sim 0''.2$
地上	$\sim$ 30 m	AO +分光	1–2.5 μm	$R \sim 1000$	$\sim 0.5\ \square'$	$\sim 0''.1$
地上	8–30 m	分光、ToO	可視・近赤外線	低・中分散		
スペース		分光	5–70 μm	低・中分散		

生命の起源と普遍性の探求 (§3.12.3)

テーマ	必要な観測、データ	将来装置
含水鉱物・水・有機物の探査（小惑星）	可視・近赤外低分散分光	地上望遠鏡 ($\geq$8m)、または赤外宇宙望遠鏡
微量有機物の同定・定量（彗星）	近赤外・中間赤外高分散分光	
水循環・メタン起源の解明 (火星)	中間赤外 (5–20 μm) 超高分散分光 (R:数十万 $\sim$100 万) による空間分布、連続モニター観測	専有中型（1$\sim$ 数 m）望遠鏡
希薄大気の空間・時間変動（氷衛星）	同上	同上

太陽系天体の多様性：現在の太陽系の理解 (§3.12.4)

テーマ	必要な観測、データ	将来装置
惑星大気循環	近赤外線 高分散分光 + 空間スキャン	南極望遠鏡、高感度赤外線望遠鏡
	—— 長期モニター観測 (数日–数週間) ——	
巨大ガス惑星の衛星の希薄大気	可視・近赤外線 高分散分光	中小口径望遠鏡
	可視 高空間分解能撮像	地上 8 m・補償光学
	中間赤外線 撮像	高感度赤外線望遠鏡
	—— 長期モニター観測 (数 10 日–数年) ——	
彗星と小惑星のはざま	可視・近赤外線 低分散分光	地上 30 m
	可視 撮像モニター観測 (数日–数週間)	地上 8 m、中小口径望遠鏡
スペースガード、資源探査	可視・近赤外線 撮像サーベイ	スペースサーベイ
	近赤外線 低分散分光	地上 30 m、高感度赤外線望遠鏡
惑星間塵と黄道光	近赤外線・中間赤外線 低分散分光	小口径スペース望遠鏡
	可視・赤外線 多波長撮像 or 分光	深宇宙探査機
太陽系外惑星との関連	衛星食: 可視・近赤外線 分光モニター	地上 30 m、スペース赤外線
	地球反射光: 可視 偏光観測	中小口径望遠鏡
	系外黄道光: 高空間分解能撮像	地上 30 m、スペース赤外線

3.12.6 班員構成、担当

氏名	所属	主な担当章節
関口 朋彦	北海道教育大学 旭川校 (班長)	§ 3.12
樋口 有理可	東京工業大学	§ 3.12.2
寺居 剛	国立天文台 ハワイ観測所	§ 3.12.2, § 3.12.3
石黒 正晃	ソウル大学 物理天文学科	§ 3.12.2, § 3.12.3
河北 秀世	京都産業大学 理学部	§ 3.12.2, § 3.12.3
古荘 玲子	都留文科大学 初等教育学科/ 国立天文台	§ 3.12.2, § 3.12.3
臼井 文彦	東京大学 大学院理学系研究科	§ 3.12.2, § 3.12.4
吉田 二美	国立天文台	§ 3.12.2, § 3.12.4
大坪 貴文	東京大学 大学院総合文化研究科	§ 3.12.2, § 3.12.4
高橋 隼	兵庫県立大学 天文科学センター	§ 3.12.3, § 3.12.4
坂野井 健	東北大学 大学院理学研究科	§ 3.12.3, § 3.12.4
大月 祥子	専修大学	§ 3.12.3, § 3.12.4
浦川 聖太郎	日本スペースガード協会	§ 3.12.4
津村 耕司	東北大学 学際科学フロンティア研究所 / 理学研究科	§ 3.12.4

参考文献

[1] 長谷川直, 2014, 遊星人, 23, in press

[2] A'Hearn, M. F., Belton, M. J. S., Delamere, W. A., et al. 2005, Science, 310, 258

[3] A'Hearn, M. F., Belton, M. J. S., Delamere, W. A., et al. 2011, Science, 332, 1396

[4] Arimatsu, K., et al. in prep.

[5] Barucci, M. A., Alvarez-Candal, A., Merlin, F., et al. 2011, Icarus, 214, 297

[6] Beck, P., Quirico, E., Montes-Hernandez, G., et al., 2010, Geochimica et Cosmochimica Acta, 74, 4881

[7] Binzel, R. P., Bus, S. J., Burbine, T. H., & Sunshine, J. M. 1996, Science, 273, 946

[8] Binzel, R. P., Morbidelli, A., Merouane, S., et al. 2010, Nature, 463, 331

[9] Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Stuart, J. S., et al. 2004, Icarus, 170, 259

[10] Brown, M. E., Schaller, E. L., & Fraser, W. C. 2011, ApJL, 739, LL60

[11] Brown, M. E., Schaller, E. L., & Fraser, W. C. 2012, AJ, 143, 146

[12] Brownlee, D. E., Horz, F., Newburn, R. L., et al. 2004, Science, 304, 1764

[13] Campins, H., Hargrove, K., Pinilla-Alonso, N., et al. 2010, Nature, 464, 1320

[14] Clark, B. E., Hapke, B., Pieters, C., & Britt, D. 2002, Asteroids III, 585

[15] Clarke, J. T., Nichols, J., Gérard, J.-C., et al. 2009, Journal of Geophysical Research (Space Physics), 114, 5210

[16] Cook, J. C., Desch, S. J., Roush, T. L., Trujillo, C. A., & Geballe, T. R. 2007, ApJ, 663, 1406

[17] de León, J., Pinilla-Alonso, N., Campins, H., Licandro, J., & Marzo, G. A. 2012, Icarus, 218, 196

[18] Dermott, S. F., Nicholson, P. D., Burns, J. A., & Houck, J. R. 1984, Nature, 312, 505

[19] Elsila, J. E., Glavin, D. P., & Dworkin, J. P. 2009, Meteoritics and Planetary Science, 44, 1323

[20] Engel, M. H., & Macko, S. A. 1997, Nature, 389, 265

[21] Fanale, F. P., & Salvail, J. R., 1984, Icarus, 60, 476

[22] Fels, S. B., & Lindzen, R. S. 1974, Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics, 6, 149

[23] Filacchione, G., Capaccioni, F., Ciarniello, M., et al. 2012, Icarus, 220, 1064

[24] Flasar, F. M., Samuelson, R. E., & Conrath, B. J. 1981, Nature, 292, 693

[25] Flasar, F. M., Achterberg, R. K., Conrath, B. J., et al. 2005, Science, 308, 975

[26] Formisano, V., et al., 2004, Science, 306, 1758,

[27] Fraser, W. C., & Brown, M. E. 2012, ApJ, 749, 33

[28] Gierasch, P. J. 1975, Journal of Atmospheric Sciences, 32, 1038
[29] Grun, E., Zook, H. A., Baguhl, M., et al. 1993, Nature, 362, 428
[30] Hamdani, S., Arnold, L., Foellmi, C., et al. 2006, A&A, 460, 617
[31] Hanner, M. S., Weinberg, J. L., DeShields, II, L. M., Green, B. A., & Toller, G. N. 1974, Journal of Geophysical Research, 79, 3671
[32] Harris, A. 2013, *The Population of Near-Earth Asteroids and Current Survey Completion*, http://targetneo.jhuapl.edu/pdfs/2013_Presentations/session2/Session2_Harris_Background.pdf
[33] Hiroi, T., Zolensky, M. E., Pieters, C. M., & Lipschutz, M. E. 1996, Meteoritics and Planetary Science, 31, 321
[34] Hiroi, T., Abe, M., Kitazato, K., et al. 2006, Nature, 443, 56
[35] Hosouchi, M., Kouyama, T., Iwagami, N., Ohtsuki, S., & Takagi, M. 2012, Icarus, 220, 552
[36] Hsieh, H. H., & Jewitt, D., 2006, Science, 312, 561
[37] Hsieh, H. H., Denneau, L., Wainscoat, R. J., et al. 2015, Icarus, 248, 289
[38] Ichimura, A. S., Zent, A. P., Quinn, R. C., Sanchez, M. R., & Taylor, L. A., 2012, Earth and Planetary Science Letters, 345, 90
[39] Ishiguro, M., Hanayama, H., Hasegawa, S., et al. 2011a, ApJL, 740, L11
[40] Ishiguro, M., Hanayama, H., Hasegawa, S., et al. 2011b, ApJL, 741, L24
[41] Ishiguro, M., Hiroi, T., Tholen, D. J., et al. 2007, Meteoritics and Planetary Science, 42, 1791
[42] Ishiguro, M., & Ueno, M. 2009, in Small Bodies in Planetary Systems – Lecture Notes in Physics, ed. Mann, I., et al. (Springer, Heidelberg), 758, 231
[43] Ishiguro, M., Watanabe, J.-i., Sarugaku, Y., et al. 2010, ApJ, 714, 1324
[44] Ishiguro, M., Yang, H., Usui, F., et al. 2013, ApJ, 767, 75
[45] Iwagami, N., Yamaji, T., Ohtsuki, S., & Hashimoto, G. L. 2010, Icarus, 207, 558
[46] Jewitt, D., Weaver, H., Agarwal, J., Mutchler, M., & Drahus, M. 2010, Nature, 467, 817
[47] Kawakita, H., Dello Russo, N., Vervack, Jr., R., et al. 2014, ApJ, 788, 110
[48] Kita, H., Misawa, H., Tsuchiya, F., Tao, C., & Morioka, A. 2013, Journal of Geophysical Research (Space Physics), 118, 6106
[49] Kodama, K., et al., 2013, Geophys. Res. Lett., 40, 4177
[50] Krasnopolsky, V. A., et al., 2004, Icarus, 172, 537
[51] Kurokawa, H., et al., 2014, Earth and Planetary Science Letters, 394, 179
[52] Leinert, C., Richter, I., Pitz, E., & Planck, B. 1981, A&A, 103, 177
[53] Mainzer, A., Grav, T., Bauer, J., et al. 2011, ApJ, 743, 156
[54] Mann, I., Köhler, M., Kimura, H., Cechowski, A., & Minato, T. 2006, Astronomy and Astrophysics Review, 13, 159
[55] Matsuda, Y. 1980, Meteorological Society of Japan Journal, 58, 443
[56] Matsumoto, T., Kawada, M., Murakami, H., et al. 1996, PASJ, 48, L47
[57] Matsuura, S., Yano, H., Yonetoku, D., et al. 2013, Transactions of the Japan Society for Aeronautical and Space Sciences, Aerospace Technology Japan, ists29, 2013-r-09
[58] Mendillo, M., Wilson, J., Spencer, J., & Stansberry, J. 2004, Icarus, 170, 430
[59] Mumma, M. J., et al., 2009, Science, 323, 1041
[60] Mumma, M. J., & Charnley, S. B. 2011, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 49, 471
[61] Nesvorný, D., Bottke, W. F., Jr., Dones, L., & Levison, H. F. 2002, Nature, 417, 720
[62] Nesvorný, D., Bottke, W. F., Levison, H. F., & Dones, L. 2003, ApJ, 591, 486
[63] Nesvorný, D., Bottke, W. F., Vokrouhlický, D., Chapman, C. R., & Rafkin, S. 2010, Icarus, 209, 510
[64] Nesvorný, D., Jedicke, R., Whiteley, R. J., & Ivezić, Ž. 2005, Icarus, 173, 132
[65] Nesvorný, D., Jenniskens, P., Levison, H. F., et al. 2010, ApJ, 713, 816

[66] Norwood, J., Hammel, H., Milam, S., et al., 2014, arXiv1403.6845N
[67] Ootsubo, T., Onaka, T., Yamamura, I., et al. 1998, Earth, Planets, and Space, 50, 507
[68] Ootsubo, T., Ueno, M., Ishiguro, M., et al. 2009, in ASP Conf. Ser., 418, AKARI, a Light to Illuminate the Misty Universe, ed. Onaka, T., et al. (San Francisco, CA: ASP), 395
[69] Pallé, E., Zapatero Osorio, M. R., Barrena, R., et al. 2009, Nature, 459, 814
[70] Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014, A&A, 571, A14
[71] Polishook, D., Moskovitz, N., Binzel, R. P., et al. 2014, Icarus, 233, 9
[72] Pollack, J. B., Dalton, J. B., Grinspoon, D., et al. 1993, Icarus, 103, 1
[73] Reach, W. T., Morris, P., Boulanger, F., & Okumura, K. 2003, Icarus, 164, 384
[74] Rivkin, A. S., & Emery, J. P. 2010, Nature, 464, 1322
[75] Rivkin, A. S., Howell, E. S., Vilas, F., & Lebofsky, L. A. 2002, Asteroids III, 235
[76] Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y., Kurahashi, E., & Hiroi, T. 2001, Nature, 410, 555
[77] Sittler, E. C., et al., 2013, Planetary and Space Science, 88, 26
[78] Soderblom, L. A., Becker, T. L., Bennett, G., et al. 2002, Science, 296, 1087
[79] Spahr, T. 2013, *NEO Threat Detection and Warning: Plans for an International Asteroid Warning Network*, http://www.unoosa.org/pdf/pres/stsc2013/2013neo-02E.pdf
[80] Stallard, T. S., Miller, S., Cowley, S. W. H., & Bunce, E. J. 2003, Geophysical Research Letters, 30, 1221
[81] Sterzik, M. F., Bagnulo, S., & Palle, E. 2012, Nature, 483, 64
[82] Stokes, G. H., Evans, J. B., & Larson, S. M. 2002, in Asteroids III, ed. Bottke, W. F., et al. (Tucson: University of Arizona Press), 45
[83] Takir, D., & Emery, J. P., 2012, Icarus, 219, 641
[84] Tsiganis, K., Gomes, R., Morbidelli, A., & Levison, H. F. 2005, Nature, 435, 459
[85] Tsumura, K., Battle, J., Bock, J., et al. 2010, ApJ, 719, 394
[86] Tsumura, K., Arimatsu, K., Egami, E., et al. 2014, ApJ, 789, 122
[87] Usui, F., et al., in prep.
[88] Vidal-Madjar, A., Arnold, L., Ehrenreich, D., et al. 2010, A&A, 523, A57
[89] Vokrouhlický, D., & Nesvorný, D. 2008, AJ, 136, 280
[90] Wahlund, J.-E., André, M., Eriksson, A. I. E., et al. 2009, Planetary and Space Science, 57, 1795
[91] Walsh, K. J., Morbidelli, A., Raymond, S. N., O'Brien, D. P., & Mandell, A. M. 2012, Meteoritics and Planetary Science, 47, 1941
[92] Watanabe, J.-I., Honda, M., Ishiguro, M., et al. 2009, PASJ, 61, 679
[93] Webster et al., 2013, Science, 341, 260
[94] Witze, 2014, Nature, doi:10.1038/nature.2014.14985
[95] Yoneda et al., 2010, Geophys. Res. Lett., 27,311202-11026
[96] Yoneda, M., Miyata, T., Tsang, C. C. C., et al. 2014, Icarus, 236, 153
[97] Yoshioka, K., Murakami, G., Yamazaki, A., et al. 2014, Science, 345, 1581
[98] Zurek R., & A. Chicarro, 2009, Workshop on Methane on Mars: Current Observations, Interpretation and Future Plans

第4章　スペースプロジェクト

4.1　スペース計画検討班の活動経緯

4.1.1　概要

光赤外線スペース天文学の次期観測衛星計画を我が国が発案していく際、その観測衛星がどの様な科学的主要課題を明らかにする事が可能であるのか、そして、どれだけ多くのサイエンスコミュニティと成果を共有する事が出来るのかを、コミュニティで深く精査し、議論する事は非常に重要である。光赤外線天文学コミュニティへ最大の利益を還元すべく、打上げ機会の限られた日本光赤外スペース天文衛星望遠鏡の将来計画に関して、現在まで検討が幾度となくされてきた。

編集委員会のスペース検討班は、下記の 8 人から構成された。班長 松原英雄 (宇宙研)、副班長 山田 亨（東北大学、2016 年 1 月より宇宙研)、芝井 広 (大阪大学)、中川 貴雄 (宇宙研)、郷田 直輝 (国立天文台)、住 貴宏 (大阪大学)、松浦 周二 (関西学院大学)、和田 武彦 (宇宙研)。

本構成員を中心に、光赤天連シンポジウム、スペース将来計画シンポジウムを通じ、2020 年代、そしてそれ以降の時代を含めた日本の光赤外スペース天文の将来計画の議論を現在まで行ってきた。議論の詳細は、各シンポジウムで数多くの天文学研究者達と共有されてきている。

本節では、現在までに我が国で提案、もしくは国際共同提案されている、各衛星プロジェクトに関して詳細をまとめた。

4.1.2　活動経緯の要旨

- 2014/01/21 第一回編集者会議
- 2014/03/04 スペース計画班 班員決定
- 2014/03/07 地上・スペース班 合同打合せ
- 2014/03/21 光赤天連総会。スペース検討班の構成を承認
- 2014/07/23 第二回編集者会議
- 2014/09/08-10 光赤天連シンポジウム
- 2014/11/26 スペース将来計画シンポジウム
- 2015/02/02 スペース計画工程表を宇宙研に提出
- 2015/02/17 第三回編集全体会議
- 2015/04/25 スペース班用 Latex テンプレート配布
- 2015/05/01 分野型横断プロジェクト委員会 (高宇連・光赤天連) の設立

- 2015/06/18 第四回編集全体会議
- 2015/07/08 スペース将来計画シンポジウム
- 2015/09/14-16 光赤天連シンポジウム
- 2015/10/19 第五回編集全体会議
- 2015/11/06 JASMINE HiZ-GUNDAM 打合せ
- 2015/12/15 スペース班打合せ
- 2015/12/31 スペース検討班最終原稿締切
- 2016/01/18 第六回編集全体会議
- 2016/02/09-10 光赤天文シンポジウム。検討書の最終確認

4.2 世界の光赤外天文学の来し方： スペース編

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

1983 年に世界で初めての赤外線天文衛星 IRAS が打ち上げられ、赤外線天体観測はスペースからの観測という新しい時代を迎えた。それまでにも飛翔体 (気球、飛行機、観測ロケット）を用いて赤外線天体観測が精力的になされてきたが、やはり人工衛星の実現はおおきな天文学の進展もたらした。本節ではこれまでの赤外線天文衛星と、近未来に実現する JWST について紹介する。

4.2.1 なぜ衛星で赤外線観測をするのか？

赤外線天文学の初期には観測は大気の透過する近赤外・中間赤外線波長の一部で、地上から行うしかなかった。この大気吸収は高度が高くなるほど減少し、飛行機高度・気球高度から観測すれば、ほぼ赤外線波長全域にわたり大気は透明である（図 4.1 の上段に色々な高度での大気の透過率を示した)。このことだけからすれば何も衛星軌道まで行かなくとも飛行機や気球によって充分な赤外線観測が可能であるように思われるが、実はそうではない。衛星で赤外線観測を行うことの極めて重要な長所は、赤外波長域に最大強度を持つ大気放射の影響が全くなくなることである。図 4.1 の下段は、地球大気の放射スペクトルをいろいろな高度から天空を見た場合に示したもので、高度 250 km 以上、いわゆる衛星軌道に到達して初めて、大気放射は惑星間塵の熱放射等、宇宙起源の拡散放射以下に減少することが分かる。これにより、衛星からは大気放射揺らぎに起因する雑音のない、極めて高感度の観測を行うことができる。地上や気球高度からの観測では、膨大な大気放射の影響の中で天体観測を行わざるを得ず、いわば可視光域で昼間に天体観測を行うようなものであり、当然微弱な天体の観測は不可能である。衛星軌道に達して初めて、我々は「赤外線で暗い夜空」を得ることができる。

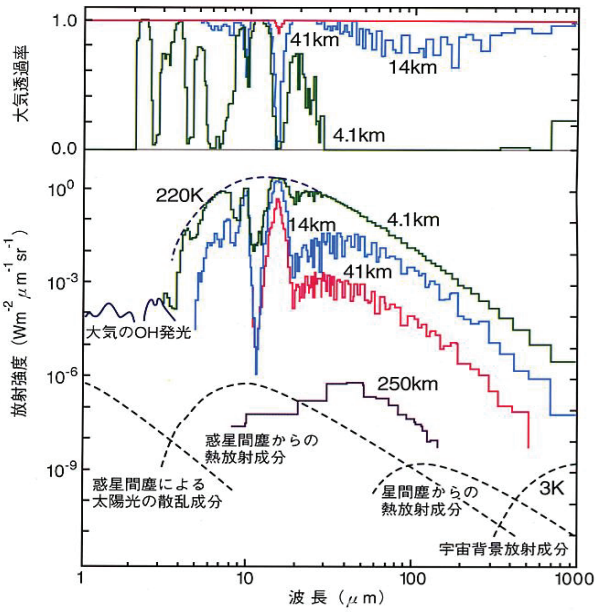


図 4.1: 赤外〜サブミリ波波長帯における地球大気の透過スペクトル（上段）と、放射スペクトル（下段)。いろいろな高度（高山、飛行機、気球）から天空を観測した場合を比較している。

4.2.2 これまでの赤外線天文衛星（1）2000 年以前

図 4.2 に、これまでの赤外線天文衛星と現在計画中の衛星の概要をまとめている。このセクションでは、まず 2000 年以前の赤外線天文衛星について概要を述べる。

衛星による赤外線観測は、1983 年に米・蘭・英の三国共同で打ち上げられた IRAS により始まった IRAS は中間〜遠赤外波長で全天をサーベイ観測し、20 万個を超える赤外線天体（星・銀河）の検出と、全天の赤外線強度分布図を提供した。この波長での初めてのサーベイ観測の意義は極めて大きく、エネルギーの大部分を赤外線波長で放出している銀河や、惑星系形成の名残りであるデブリ円盤を持つ星の発見など、その時点での天文学者が全く予想しなかった成果を数多くもたらした。ただ全天の拡散放射の絶対的な強度についてはそれほ

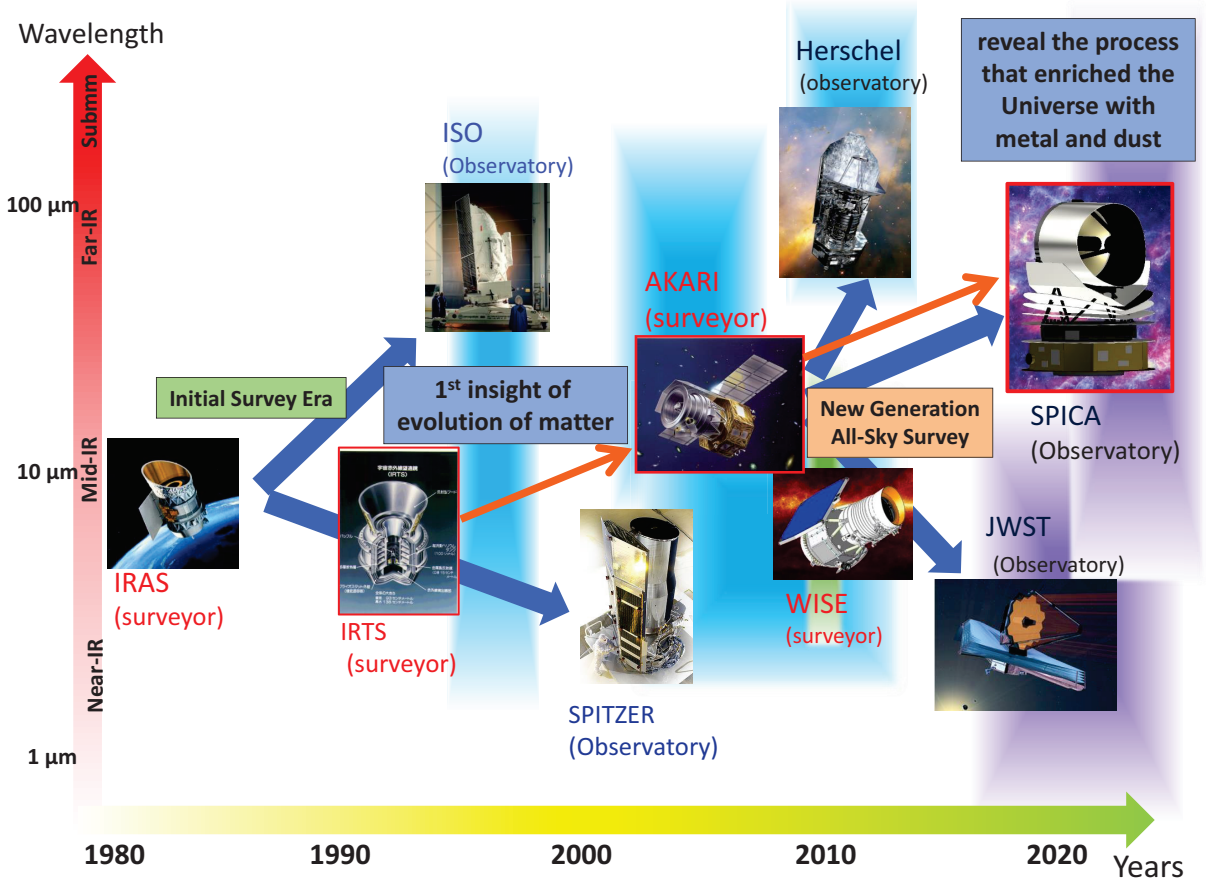


図 4.2: これまでの赤外線天文衛星と現在計画中の衛星の概要。

ど信頼できるものではなかったし、波長も 100 μm 以下に限られていた。続く COBE、IRTS によるサーベイ観測は、拡散放射の絶対強度の測定を精密に行った。そして、1996 年に史上初の宇宙赤外線天文台 ISO が誕生した。これら 20 世紀の赤外線天文衛星の概要を表 4.1 にまとめた。

4.2.3　これまでの赤外線天文衛星（2）2000 年以降

2000 年代に入り、米国・日本・欧州がそれぞれリードする赤外線天文衛星が 3 年おきに打ち上げられた。また米国は中間赤外線全天サーベイに特化した WISE を 2009 年に打ち上げた。表 4.2 にこれらの仕様をまとめた。

Spitzer は口径 85 cm の冷却望遠鏡を「人工惑星軌道」とも呼べる Earth trailing orbit (地球の軌道上にあって徐々に地球から離れて追随する軌道) に投入され、地球のような熱源から離れるので望遠鏡の指向方向に対する制限が比較的楽である。従って Spitzer は特定の天体にできるだけ長く指向するのに適しており、ISO に続く天文台型の衛星である。

一方我国が主導して実現した「あかり」は、波長域・空間分解能・感度といった点で IRAS よりも格段に性能を向上した、全天サーベイを主目的とした衛星である。ミッション部は 170 リットルの液体ヘリウムと 2 台の機械式冷凍機により望遠鏡（口径 70 cm）と観測装置を冷却するシステムである。なお「あかり」は全天サーベイのみならず、約 10 分間程度までの指向観測モードも持っており、深い撮像や分光観測も可能である。また「あかり」は JAXA 宇宙科学研究所をはじめとする我国の研究機関の共同開発であるが、運用・データ解析・カタログ化について、ヨーロッパ宇宙機関 ESA や韓国のソウル国立大学・英国ロンドン帝国大学等との国際協力で行った。なお「あかり」の中間赤外線全天サーベイよりも検出限界の深い全天サーベイが 2009 年に打

衛星名	IRAS	COBE	IRTS	ISO
望遠鏡口径 (望遠鏡温度)	60 cm (2 K)	20 cm (2 K) 30 cm (ホーン) (2 K)	15 cm (2 K)	60 cm (3 K)
観測波長	8–120 μm	1.3 μm–1 cm	1.4–800 μm	3–200 μm
角分解能	$0'.3$–$6'$	$0°.7$ (DIRBE) $7°$ (FIRAS)	$0°.1$–$0°.2$	$3''$–$1'.5$
撮像・測光性能	スキャン型撮像 4 広域バンド: 12,25,60,100 μm	スキャン型撮像 10 広域バンド @1.3–240 μm (DIRBE)	スキャン型撮像 4 広域バンド @150–800 μm 2 狭域バンド @155, 160 μm 分光撮像 @ 1.4–12 μm	$3'$ 視野の撮像 (32×32 画素) @3–17 μm $3'$ 視野の撮像 (3×3, 2×2 画素) @50–200 μm
分光性能 ($\lambda/\Delta\lambda$)	20–60 @8–23 μm	100–1000 @100 μm–1 cm フーリエ分光 (FIRAS)	10–30@1.4–12 μm 400 @ 58 μm	50–30000
観測タイプ	サーベイ型	サーベイ型	サーベイ型	天文台型
軌道	900 km 太陽同期軌道	900 km 太陽同期軌道	500 km 軌道傾斜角 $28°.5$	1000–7 万 km 長円軌道 軌道傾斜角 $5°$
打ち上げ年	1983	1989	1995	1995
観測期間	10 ヶ月	10 ヶ月	3 週間	2.5 年
重量	1 t	2.5 t	0.2 t	2.5 t

表 4.1: IRAS から ISO まで。

ち上げられた WISE によってもたらされた。

衛星名	Spitzer	AKARI	WISE	Herschel
望遠鏡口径 (望遠鏡温度)	85 cm (<5.5 K)	69 cm (<6 K)	40 cm (12 K)	3.5 m (80 K)
観測波長	3–180 μm	2 μm–180 μm	3.4–22 μm	60–672 μm
角分解能	回折限界 (>6.5 μm) 3″@10 μm 30″@100 μm	回折限界 (実績 >7μm) 5″@10 μm 50″@100 μm	 6″@3.4 μm 12″@22 μm	回折限界 7″@100 μm
撮像・測光性能	5′ 角撮像 @3.6–8 μm (256×256) 5′ 角撮像 @24 μm (128×128) 5′ 角撮像 @70 μm (32×32) 0.5′×5′ 撮像 @160 μm (2×20)	10′ 角撮像 @2–5 μm (412×412) 10′ 角撮像 @5–26 μm (256×256) スキャン型撮像 @9,18 μm (2×64) @50–100 μm (5×20) @100–180 μm (5×15)	47′×47′ 角撮像 @3.4, 4.6, 12, 22 μm (1016×1016)	1.75′×3′.5 撮像 @60–210 μm (32×64) 4′×8′ 撮像 @250, 350, 500 μm (149, 88, 43)
分光性能 (λ / $\Delta\lambda$)	60–600 @5–40 μm 20 @53–100 μm	20–40 @2–26 μm 160 @2.5–5 μm 200 @50–200 μm	（機能なし）	1000–5000 @60–210 μm 40–1000 @ 250 μm 10^7 (ヘテロダイン)
観測タイプ	天文台型	サーベイ型 (一部天文台型)	サーベイ型	天文台型
軌道	人工惑星軌道 (1500–9000 万 km)	高度 700 km 太陽同期極軌道	高度 540 km 太陽同期極軌道	太陽–地球 L2 点 リサージュ軌道
打ち上げ年	2003 年 8 月 23 日	2006 年 2 月 22 日	2009 年 12 月 14 日	2009 年 5 月 14 日
観測期間	6 年 (近赤外は除く)	1.5 年 (近赤外は除く)	2010 年 9 月まで	2013 年 5 月まで
重量	0.95 t	0.96 t	0.66 t	3.3 t

表 4.2: Spitzer、「あかり」、WISE、そして Herschel の概要。撮像性能の括弧内の数字は画素数を表す。

4.2.4　これからの赤外線天文衛星／ JWST

我国で計画中の赤外線天文衛星計画については、続く節に譲るとして、ここでは NASA が中心となって開発を行っている JWST について述べる。JWST は近未来に実現が期待され、初代天体・初代銀河等、光赤天連の将来計画に大変深い関わりを持つ計画である。

JWST (James Webb Space Telescope)[1]は、ハッブル宇宙望遠鏡の後継機として、2018 年の打ち上げを目指して開発が進められている、口径 6.5 m クラスのセグメント鏡（50 K 以下）を主鏡とするスペース望遠鏡で、Herschel 同様太陽–地球ラグランジュ点（L2 点）において観測を行う。JWST は 4 つの主要な科学目的を掲げている： (1) 宇宙の暗黒時代の終焉: 初代天体と再電離, (2) 銀河集積, (3) 星の誕生と原始惑星系, そして (4) 惑星系と生命の起原。

[1]JWST の名称は、NASA の二代目長官ジェイムズ・E・ウェッブにちなんで命名された。

これらを実現するために、以下の 4 つの観測機器が搭載される：

- **NIRCam (Near-Infrared and visible camera):** 観測波長が 0.6–5 μm、視野が $2'.2\times2'.2$ の近赤外線撮像装置。広帯域と中帯域の二つの撮像モジュールをもち、それぞれが波長 2.35 μm で二分した光を受けるための２チャンネルとコロナグラフ機能を備えている。

- **NIRSpec (Near-Infrared Spectrograph):** 視野 $3'.4\times3'.4$、ピクセルスケール $\sim0''.1$ 、100 天体以上を同時に観測することが可能な近赤外線多天体分光器。３つの観測モードを備える：(1) R=1000 の多天体分光モード、３グレーティング、波長範囲 1.0–5.0 μm。(2) R=2700 の面分光モードとロングスリットモード。(3) R=100、波長範囲 0.6–5.0 μm のプリズム分光。

- **MIRI (Mid-Infrared Instrument):** 観測波長 5–28 μm の中間赤外線撮像分光器。１つの撮像装置と２つの分光装置を備える：(1) ４つのコロナグラフを持つ、視野 $1'.88\times1'.27$、フィルター 12 枚の撮像装置。(2) 5–10 と 10–27 μm の２チャンネルを持つ、R=3000、視野 $3''\times3''$ の面分光装置。(3) R=100、観測波長 5–10 μm の低分散ロングスリット分光装置。

- **NIRSS (Near-InfraRed Imager and Slitless Spectrograph):** 近赤外線グリズム撮像分光器。２つの分光装置と２つの撮像装置を備える：(1) R$\sim$150、観測波長 1.0–2.5 μm の低分散広視野分光装置、(2) R$\sim$700、観測波長 0.6–3.0 μm の中分散単天体分光装置、(3) 観測波長 3.8–4.8 μm の NRM (non-redundant aperture mask) をもつ干渉計撮像装置、(4) 観測波長 1.0–5.0 μm 、視野 $2'.2\times2'.2$ の広帯域撮像装置。

JWST の最初の観測公募は打ち上げの一年前に、二回目の観測公募は打上げの一年後に行われるとされているので、今後の動きを注視する必要がある。

4.3　SPICA

SPICA は宇宙が重元素と星間塵により多様で豊かな世界になり、生命居住な惑星世界をもたらした過程を解明することを目的をする赤外線天文衛星である。これまでない大口径の望遠鏡を宇宙空間に設置し、日本がリードしてきた冷却技術を活用し、望遠鏡と観測センサー全体を極低温（8 K 以下）に冷却する。このことにより、中間・遠赤外線領域において、従来実現されてきた観測と比較して大幅に高感度、高解像度の観測を目指す。

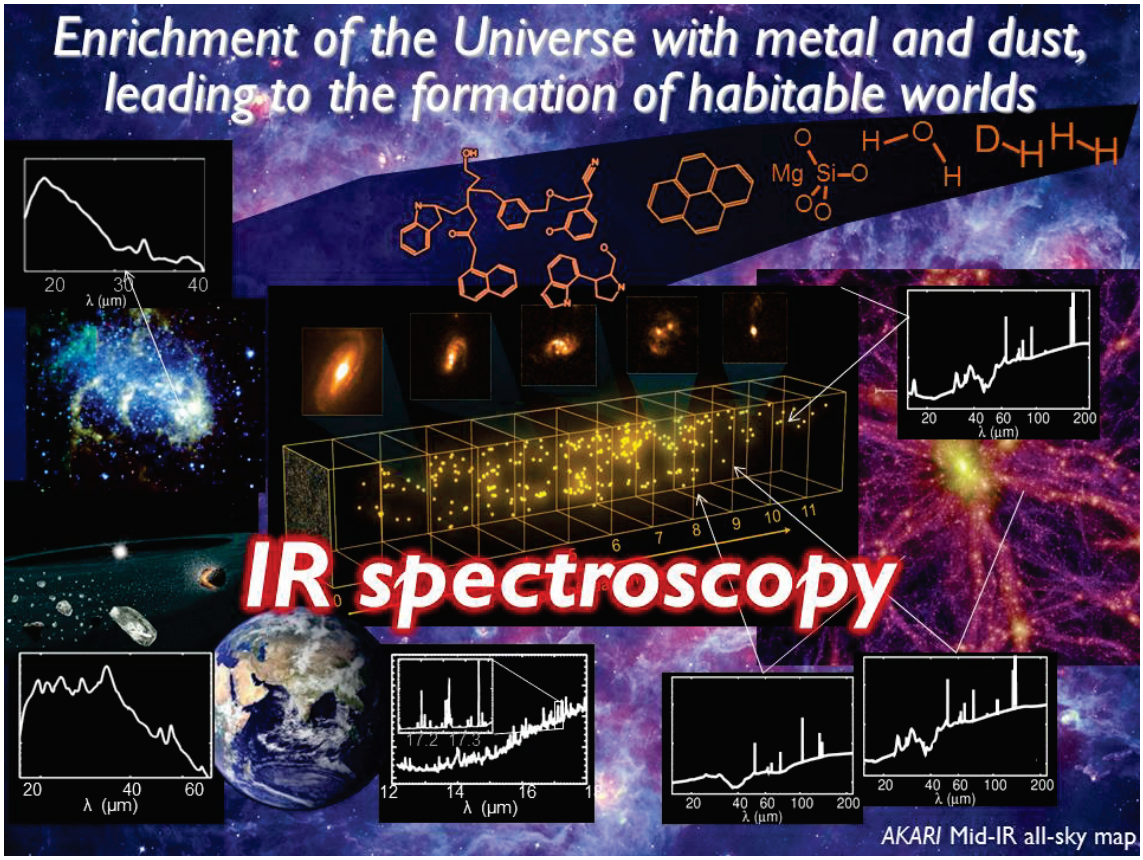


図 4.3: 2020 年代後半の実現を目指す次世代赤外線天文衛星 SPICA の目指す科学目標の概念図。

4.3.1　概要

ビッグバンで誕生した宇宙は水素とヘリウムのみの単純かつ一様なものであったが、星や銀河の誕生と共に、多様で豊かな現象に満ち、生命までを育む現在の宇宙に変貌を遂げた。いつどのようにして宇宙に様々な元素ができ最終的に生命居住可能になったのか？この根源的な問に答えることが SPICA の最終目標である。図 4.3 に SPICA の目指す科学目標の概念図を示す。138 億年の宇宙の歴史の中で、50–100 億年前に、銀河における星形成や巨大ブラックホールの成長が盛んにおこなわれ、様々な元素が生産・共有されてきた。宇宙最初の鉱物・有機物は、120 億年前に出現したと考えられる。46 億年前に生まれた地球では、オゾンや有機物等生命を育む環境が整っていたのだが、果たして 100 億年前の宇宙ではどうだったのだろうか？SPICA はこのような宇宙の謎を解明する宇宙赤外線天文台である。

研究領域内での位置づけ：

光赤外分野の三つの主要課題の以下二つをカバーする。１）「物質宇宙の多様性とその進化の解明」：特に銀河と巨大ブラックホールの形成・進化とそれに伴う物質進化の解明、および２）「惑星系形成および進化の解

明と宇宙における生命の探査」：特に惑星系形成過程の解明が期待される。また太陽系外惑星の性質解明についても期待されている。

サイエンス成果が与えるインパクト：

宇宙初期における重元素と固体物質の重要性、また宇宙の「激動期」（z=1–3）のダストに隠された銀河形成活動が現在の数 10 倍も高かった理由はなにか、その物理と銀河進化における重元素と固体物質の生成と役割が解明される。惑星系形成過程においては、ガスの散逸のタイムスケールや生命の存在環境の証拠となる水・二酸化炭素を含む鉱物学によって、惑星が生まれる環境・太陽系の進化の道筋が明らかになる。

以下、SPICA の二大科学目的とそれらを達成するために設定したより具体的な科学目標について説明する。科学目的と科学目標の関係を図 4.4 に示す。

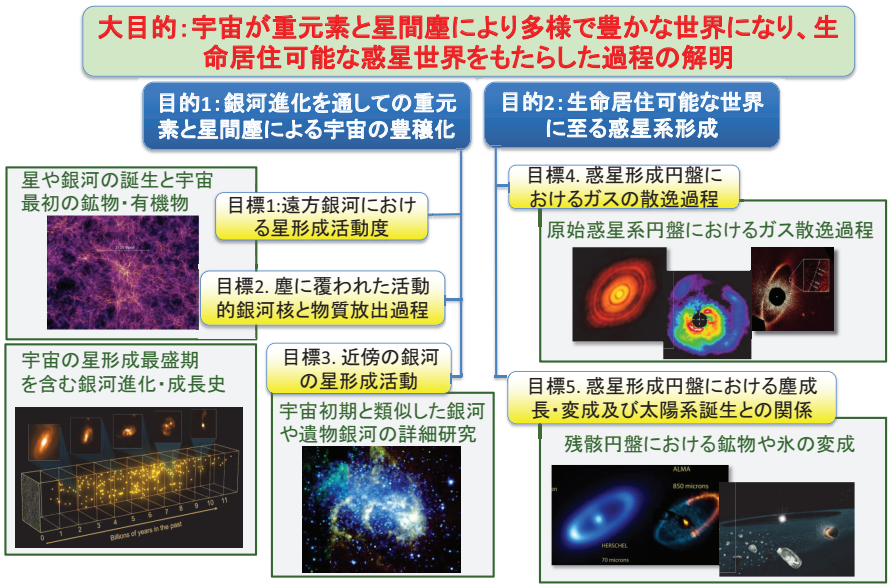


図 4.4: SPICA の二大科学目的と、それぞれの科学目標の関係。

4.3.2 銀河進化を通しての重元素と星間塵による宇宙の豊穣化

SPICA の二大科学目的の一つである、”銀河進化を通しての重元素と星間塵による宇宙の豊穣化 ”は、宇宙史において、どのように星々が銀河内で形成し、その結果、どのようにして重元素と星間塵 (ダスト) に満ちた現在の宇宙に至ったのかを明らかにすることを目的とする。この目的を達成するため、以下の三つの目標 (SO) を掲げている。

SO1: 遠方銀河における星形成活動度

星々の誕生と終焉のサイクルを経ることで、重元素や、それを元にした多様な物質（ダストなど）が生成される。つまり、宇宙の星形成史を明らかにすることが、物質の豊穣化（物質進化）を理解するのに欠かせない。宇宙における星形成活動は、赤方偏移 $z = 1$ から 3 の時代において最も活発になっていることが知られている。AKARI、Spitzer、Herschel といった近年の赤外線観測により、特にこの最盛期において、ダストに隠された領域で大規模に星形成活動を行っている銀河（超高光度赤外線銀河 ULIRG: 赤外線光度 $L_{\rm IR}$ が $10^{12}L_{\odot}$ 以上の種族）が主役として、宇宙の星形成活動に極めて大きく寄与していることが明らかになった（図 4.5)。このことは、星形成の最盛期において急速な物質進化が起きた可能性を示唆する。しかし、最盛期における物質進化過程の知見は、可視領域に対してのみであり、最も肝心な不可視領域に対しては皆無である。あるいは、ULIRG における星形成の初期質量関数（IMF）が、現在の宇宙における銀河の IMF とは異なっている可能性を示唆する。つまり、ULIRG の星形成は、重い星の割合が大きい top-heavy 型 IMF になっているかもしれな

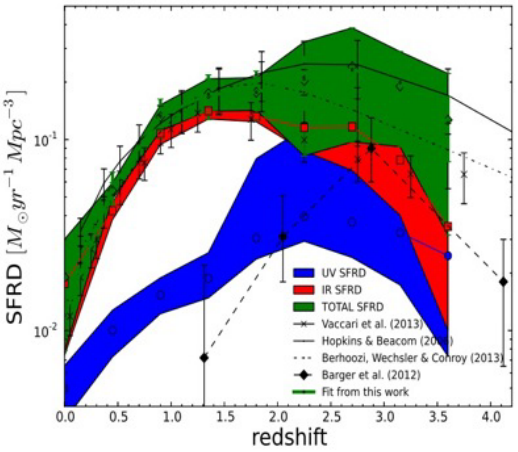


図 4.5: 赤外線および紫外線の観測から求めた、宇宙における星生成率密度 の変遷 [1]（EDP Sciences; 掲載許可取得済み）。赤方偏移 1∼3 の時代にかけて、宇宙の星生成率密度が最盛期を迎えたこと、またその時代から現在に至るまでの宇宙の星生成活動の殆んどがダストにより再放射された赤外線として観測されている (紫外線では宇宙の星生成活動の一部しかトレースできていない) ことが明らかになった。その一方で、スペクトル 分布 (SED) モデルを介して取り除かれている AGN からの寄与には大きな不定性が残されている。

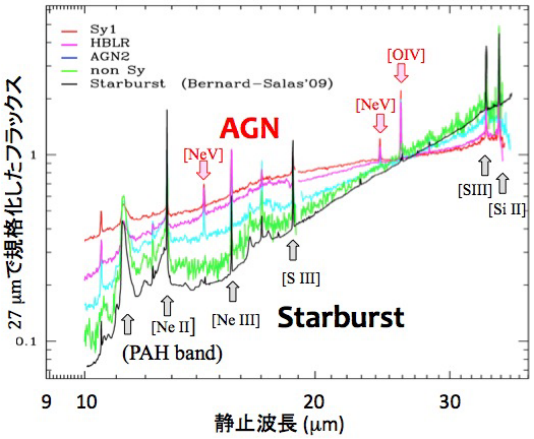


図 4.6: 異なる活動性を持った銀河の中間赤外域 SED[18]（IOP; 掲載許可取得済み）。赤い線は AGN が卓越した銀河での SED、黒い線や緑の線は、爆発的な星生成が卓越した銀河の SED である。爆発的星生成銀河では、 [Ne II] や [S III]、また PAH バンド放射などが特徴的に見られる。一方 AGN では、短波長側の連続光成分が相対的に強く、[O IV] や [Ne V] など高階電離の微細構造線が強く検出される。

い。しかし、最盛期の ULIRG の IMF の形は明らかになっていない。SPICA はダストに隠された領域を見通すことができるため、星形成の最盛期における物質進化および、物質進化と銀河進化との相互作用の謎に初めて迫る。具体的には、赤方偏移 z =0.5–3.0 の主系列光度クラスまでの星形成銀河について、スペクトル診断により平均金属度とダスト／金属量比を測定することで、物質進化をトレースする。また、物質進化に伴うガス冷却効率の向上により、銀河進化をトレースする IMF の形が変化することが期待される。同銀河サンプルに対し、複数のガス輝線を用いて放射場硬さを測定することで、IMF の形に制限をつける。

最初の鉱物や有機物が初期宇宙のいつ・どのように形成したのかで、その後の銀河進化に大きく影響を及ぼす。例えば、初代大質量星形成（Pop III 星）から、今日の宇宙で見られるような星形成モードへの遷移は、主に初期宇宙で形成したダストによって起きたと考えられている。そのため、物質進化過程の理解のみならず、その初期状態を把握することが物質進化史の総合的理解に必要不可欠である。さらに、そもそも、Pop III 星の質量がどれくらい大きいのかが良く分かっていない。初期宇宙のダストの組成が明らかになれば、Pop III 星の質量に初めて制限をつけることができるかもしれない。SPICA は、宇宙で最初に生成したダストの検出とその特徴付けに挑む。具体的には、赤方偏移 z =3–7 の星形成銀河に対し、PAH（多環芳香族炭化水素）平均強度を測定し、赤方偏移 z =3–10 のクウェーサーについてシリケイトバンド平均強度を測定する。

SO2: 塵に覆われた活動銀河核と物質放出過程

AGN は、質量降着による巨大ブラックホール成長の現場である。それゆえ、巨大ブラックホールへの質量降着による重力エネルギーの開放が AGN のエネルギー源である。AGN の活動度は、母銀河の星形成活動に大きな影響を与えていると考えられており（AGN 質量降着と星形成の共進化）、この共進化史を定量化するためには、赤方偏移毎に AGN の無バイアス抽出が必要である。しかし、今日までの AGN サンプルは、主に可視光による AGN の抽出がベースとなっており、降着物質に富んだダストに埋もれた AGN の抽出がなされていない。また、ULIRG と呼ばれる現在の宇宙では極めて稀な銀河が、銀河成長最盛期（z = 1–3）の星生成活動

の多くを担っているという重要な特徴がある。しかし、こうした時代の主役である ULIRG に関して、その超高赤外線光度の起源は、なお謎のままである。ダストに覆われた AGN が、銀河の赤外線光度に大きく寄与できると期待され、超高赤外線光度の起源の候補として注目されている。SPICA による遠中間赤外線の分光診断は、ダストに覆われた AGN を抽出する最も強力な方法であり（図 4.6）、AGN の初めての無バイアス抽出を赤方偏移 z=0.5–3 において行うことを可能にする。その結果、AGN 質量降着と星形成の共進化史の定量化および、個々の ULIRG について赤外線光度における AGN 放射成分の寄与が初めて明らかになる。

さて、ブラックホールへの質量降着の結果、AGN から物質放出（アウトフロー）が生じる。この AGN アウトフローによる環境へのフィードバック（AGN フィードバック）は、母銀河での星生成活動を抑制させる、もしくは、それを止めるなどの影響をもたらす。それゆえ、AGN フィードバックは、大質量銀河への形成に大きな影響を及ぼすと考えられている。また、AGN フィードバックは、星形成の最盛期から衰退期にわたり、宇宙の星形成活動を決めているであろうと期待されている一方、その時代における AGN のアウトフローに対する知見は皆無である。SPICA は、高波長分解能（R >3000）分光観測により、z=2.5 までの AGN の速度構造を調べ、アウトフローの平均運動量フラックスを測定し、アウトフローによる星形成活動へのインパクトを明らかにする。

SO3: 近傍の銀河の星形成活動

銀河内の星形成活動によって、ガス中の金属量が増加しダストが形成される。ダストの存在によってガスの冷却効率が大幅に向上し、さらなる星生成が進む。そして銀河成長とともに加速的に星形成が進行し、物質に富む現在の宇宙に至ったと考えられる。すなわち、ガス・ダスト進化（物質進化）と星形成は密接な関係がある (図 4.7)。多様で豊かな宇宙をもたらした銀河成長プロセスにおいて、星形成と物質進化は 最も本質的な物理素過程と言える。星形成率は銀河毎に 7–8 桁もの違いがあり、銀河内の局所毎でも大きく変化する。星形成率とガス面密度の間にはおよそ冪乗則の正相関が存在する一方、ダストとガスの質量比は同じ星形成率でも 2 桁近くも違いがある。また近年の Herschel による結果では、金属量から予測されるダストの量が 200 分の 1 しかない銀河や逆に 4 倍もある銀河が見つかってきた。このように、星形成率とダスト/ガス質量比、また金属量との関係を決める本質の物理条件は全く分かっていない。銀河内の星生成に伴い、ダストがどこで生成・変性したのか、また逆に物質進化が星形成にどのような影響を与えたかを総合理解することは、銀河進化の理解に欠かせない。

SPICA によって、近傍銀河に対して、詳細な局所的物理状態と環境を明らかにする。そして、「星形成が物質の存在形態を進化させた過程」と「物質の進化が星形成に与えた影響」の両方向の相互作用を解明する。中間・遠赤外線スペクトルは、ガス・ダスト情報の宝庫である。ダスト温度 (輻射場強度)、ダスト質量、サイズ分布はダストによる連続波スペクトルから、またガス温度、輻射場温度、ガス密度、金属量、衝撃波強度、AGN の影響度はガス輝線より求めることができる。さらに連続波スペクトルにダストバンドが検出されれば、ダストの化学組成、結晶度の情報も得ることができる。近傍銀河を空間分解することで、これら物理量を銀河内の局所領域（中心核、腕状構 造、腕間領域、バルジ、ハロー、銀河間空間など）毎に調べることが出来る。また近傍でも暗い形態の異なる銀河 (矮小銀河、楕円銀河) を捉えることで、進化初期 (ダスト生成) から終焉

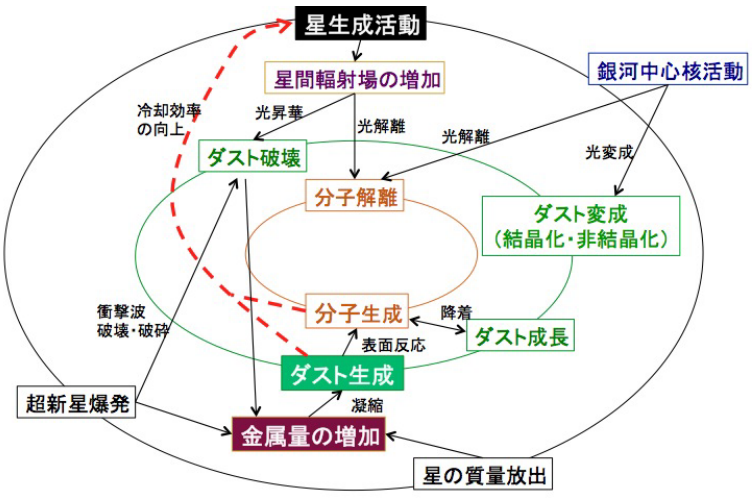


図 4.7: ガス・ダスト進化と銀河成長 (星生成活動・銀河中心核活動) の関係。

（ガス・ダスト消滅）までの物理状態の違いを調べる事が出来る。これらの物理量を比較することで、現在の星形成率、将来の星形成のためのガス貯蔵量、そしてこれまでの星形成によって形成された現在のダストの性質の、銀河形態および銀河内の局所条件に対する依存性を明らかにする。

4.3.3　生命居住可能な世界に至る惑星系形成

現代の天文学・宇宙科学、そして SPICA のもう一つの大目標が、”惑星系形成過程の解明”である。1995 年に初観測された太陽系外惑星は衝撃的な新発見であった。それまでは太陽系のような惑星系の存在さえ疑われていた。発見以後、多くの観測研究と理論研究が行われ、太陽系の特殊性、一般性についての議論が積み上げられてきた。現在では恒星の平均惑星保有個数は 1 あるいはそれ以上であることがわかっており、その中でもサイズと表面温度が地球に近く生命が生息できる環境を持つもの（Habitable Planets）まで発見されている。このように太陽系外惑星の観測例は多く積みあがってきたが、一方で、これらの惑星系がどのような条件で、どのようなメカニズムで形成されたかについては、理解にほど遠いと言わざるを得ない。

この理解のため、SPICA は原始惑星系円盤がどの様に太陽系の様な惑星系へと進化し、惑星を形成するに至ったのかを明らかにする事を二大科学目的の一つとする。この目的を達成するため、以下の二つの科学目標を掲げている。

SO4: 惑星形成円盤におけるガスの散逸過程

近年、惑星は原始惑星系円盤の進化の中で誕生する事が分かってきた。原始惑星系円盤は、円盤中で成長したダストが円盤面へと沈殿し、ガスが中心星による光蒸発と円盤風を受け蒸発していく事により、最終的にデブリ円盤となる [21] と考えられおり、この中で惑星系が誕生するという考えは現在広く受け入れられている。このプロセスを総合的に理解するには、原始惑星系円盤中に存在する、(ガスの化学、エネルギー収支に重要な寄与をしている) ダスト、(ダストの運動や成長に強くかかわっている) ガス、の両方の詳細な情報を知る事が必要不可欠である。

現在まで、ダストについては赤外線、サブミリ波長で盛んに研究が行われてきた。ダスト上の氷がダスト粒子の効率的な成長、そして微惑星形成に非常に重要な役割を果たしているであろう事、原始惑星系円盤中のダストの消失 [9]、が明らかにされてきた事などは惑星系形成にとって非常に重要な知見である。

しかしながら、惑星系形成メカニズムの総合的な理解には未だ至っていない。この原因の 1 つは、原始惑星系円盤中のガスに関する詳細な観測が不足している事による。特に重要な問題として、円盤中のガス質量の不定性、そしてガスがどの様な時間スケールでどの様に消失していくのかがあげられる。

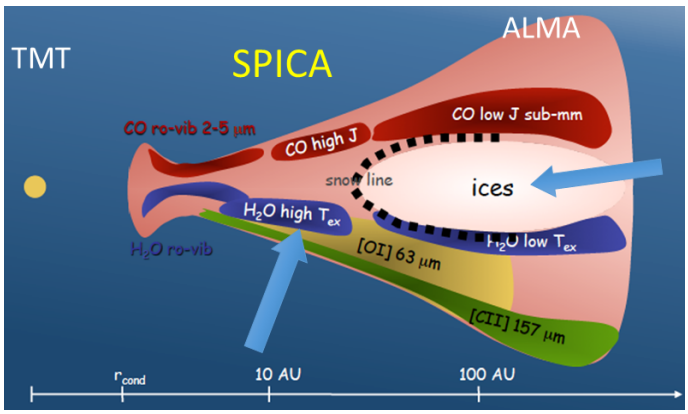


図 4.8: 原始惑星系円盤の断面想像図。

円盤中ガス質量の不定性:

現在の惑星系形成シミュレーションの結果は、初期値に非常に強く依存しており、原始惑星系円盤中のガス質量は最重要パラメーターの一つとなっている。それにも関わらず、円盤のガス質量の大部分を占めている水素分子の質量は、現在まで非常に大きい不定性を有している。これは、低温ガスからの H_2 輝線が期待できないため、H_2 の量を直接見積もる事が非常に困難である事、また主にダスト放射や CO 輝線の観測から間接的に、円盤中の水素分子質量が導出されている事に依存している。CO は低温では固体になること、ダストと分子ガスが必ずしも一様に混在していない事等が不定性の主要因である。

SPICA では、より正確に水素質量を決定する事ができる Hydrogen Deuteride (重水素化水素) の 56 μm (J=2–1)、 112 μm (J=1–0) の輝線観測を用いる事で年齢 1–10 Myr の原始惑星系円盤中のガス質量の進化を追う。

円盤中ガスの消失プロセス:

原始惑星系円盤が進化するにつれ、どの様に、どの程度の時間で円盤中のガスが消失していくのかは未だ明らかになっていない。SPICA が打ちあがる時代までには、主に ALMA が中心となり原始惑星系円盤の外側 (Fig. 4.8 を参照) 10 AU 程度の領域は随分と明らかにされる事が予期される。一方で、地球型惑星が形成され得る、恒星からの距離が 1–2 AU 離れた極めて重要な領域は、SPICA の高波長分散分解・高感度中間赤外線観測をもって、初めて明らかにする事ができる。

この領域では、水素分子が十分に加熱され、励起されるため、H_2 の 0–0 S(1) 17 μm, 0–0 S(2) 12.3 μm の輝線の分光観測が SPICA では可能となる。SPICA の高波長分散・高感度中間赤外線分光装置により、内側 1-2 AU の領域か放射される水素分子輝線を分光的に分解し、地球型惑星が生成される領域のガスの消失及びその組成を明らかにする。

SO5: 惑星形成円盤における塵成長・変成及び太陽系誕生との関係

我々の太陽系が形成されてきたプロセスを理解するためには、太陽系黄道帯雲を、原始惑星系円盤進化のストーリーの中で理解する事が有効である。そして、原始惑星系円盤からデブリ円盤に至る間の、異なる進化段階での惑星形成円盤中のダストの成長や変成を追う事が重要となる。

現在まで Spitzer, 「あかり」, そして WISE は数多くのデブリ円盤天体を ~20 μm 帯観測で発見してきた [4; 15]。これらの研究は、デブリ円盤の内幾つかの天体が結晶化シリケートフィーチャーを中間赤外から遠赤外で示す [2; 14] 事などの、重要な知見をもたらした。しかしながら、現在までの研究で発見されている天体は、主星に対するデブリ円盤の ~20μm での明るさの比が 10^{-2} 程度のものまでであり、我々の太陽と黄道雲の比はそれよりも 2 桁以上も低い (4.9 参照)。つまり、現在まで観測が出来ていない暗いデブリ、残骸円盤の詳細を観測する事が、我々の太陽系の成り立ちを理解する為には本質的に重要である。

惑星形成円盤中における物質輸送と熱史

H_2O は原始惑星系円盤に大量に存在する事が予想され、生命の誕生に密接に関係する重要な分子種である。H_2O は、ガス (水蒸気) と固体 (氷) の 2 相で円盤中に存在する。上記の氷の 2 つのバンドは熱史に敏感である事が知られており、特に円盤の赤道面近くまで氷を検出するには、氷の 43、 62 μm バンドの遠赤外線分光観測が有効である。しかし現在までの観測 (ISO, Herschel) では感度が不十分であり、T Tauri 型星の検出例はない。また、検出が報告されている Herbig Ae/Be 型星でも、S/N が十分でないため、バンドプロファイルに依存する議論は難しかった。そして、生成にアニーリングが必要な結晶質シリケートが、なぜ低温環境 (100–300 K 相当) の外側軌道に存在するのか現在まで解決されていない大きな謎である。

SPICA では特に、太陽系形成を理解するのに極めて重要な惑星形成円盤の、中心星から 1–50 AU 離れた領域を対象とする。観測天体は、1–10 Myr の異なる年齢の惑星系形成円盤であり、中心星から 1–10 AU の領域では結晶化シリケートの 18–100 μm のフィーチャー、その外側 10–50 AU の領域を氷の 44、62 μm バンドプロファイルを用いて観測を行い、熱史と物質輸送を明らかにする。これにより、熱い円盤内側から外側に物を

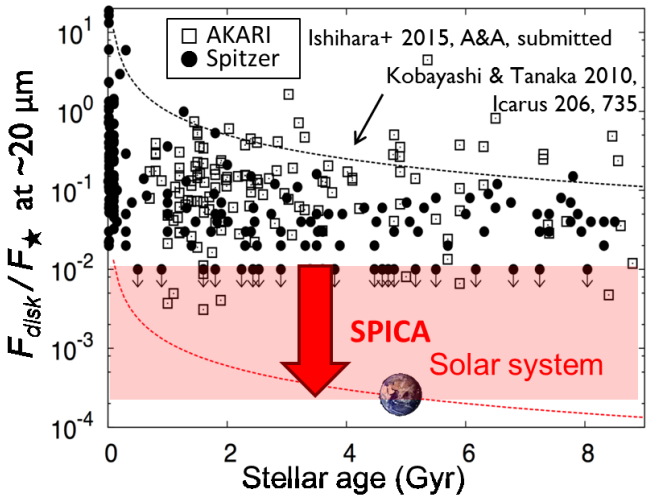


図 4.9: 恒星に対する円盤の 20 μm での flux 比と恒星年齢の比較図。現在まで 10^{-2} 以下の天体はほとんど検出出来ていない。

運ぶ機構がある、もしくは円盤外側を直接加熱する機構があると、惑星系進化のシナリオへ非常に大きなインパクトを与える事となる。

デブリ円盤の進化

多くの鉱物フィーチャーは 18–100 μm に数多く存在しており、それらは生成環境を含め、ダストの多くの重要な情報を提供する。olivine(かんらん石) や pyroxene(輝石) は高温度下で生成され、calcite(方解石)、dolmite(白雲石) は低温度下で生成されるため、それらの高温、低温ダストの存在量の比は、生成された時の熱環境を知る重要な指標である。また、calcite や dolomite の生成には水や CO が必要であり、間接的な biomarker としても非常に重要な鉱物である。そして、太陽系の始原天体中のケイ酸塩は Fe/Mg 比がほぼ 0%の Mg-rich である事が知られており、Fe/Mg 比は金属量環境を明らかにする重要な値である。

Fe/Mg 比は 23, 33 μm の olivine バンドのピーク波長 [14] や、 69 μm のピーク波長と半値幅 [2] を観測する事で明らかにできると期待される。そして、結晶度 (結晶と非結晶質の比) はダストがどのような放射場環境にあるのかを明らかにする。これはシリケートのスペクトル形状 (図 4.10 を参照) を観測する事で明らかにできる。

SPICA では惑星形成円盤 に対して 18–36 μm の無バイアスサーベイ観測を行う。黄道帯光程度の非常に暗いデブリ円盤の検出は、恒星表面、そしてデブリの SED の差を観測する事で達成する。上記の鉱物フィーチャーに従って、恒星の年齢、金属量、放射場強度という主に 3 つのパラメーターで、円盤・惑星系の分類を詳細に行い、惑星系の環境 (年齢・金属量・放射場強度) 依存性を探り、惑星系形成・太陽系ができる条件を探る。このように SPICA は、惑星形成円盤の鉱物学を新しく開拓する事によって、原始惑星系円盤がデブリ円盤、そして我々の居住可能な環境へとどのように進化してきたという、太陽系形成の謎を明らかにする。

4.3.4　ミッションデザイン

ミッション要求と基本仕様

SPICA は波長 12–210 μm の中間・遠赤外線領域において、高い空間分解能と優れた感度を持った天文観測機器を搭載し、銀河成長と惑星形成という重要な課題を解明しようとする次世代の赤外線天文衛星ミッションである。前節 4.3.2 及び 4.3.3 で掲げた科学目標を達成するためには、SPICA は表 4.3 に示すシステムが要求

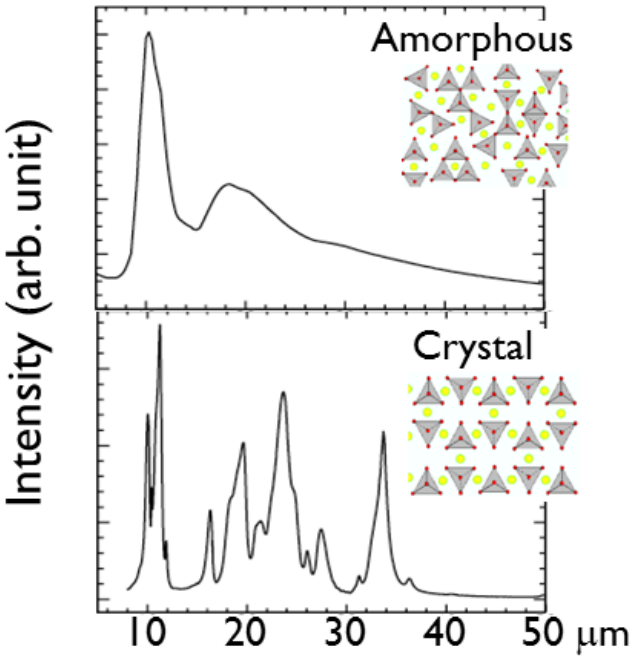


図 4.10: 非結晶シリケートと結晶シリケートのフィーチャーの違い [11]（Springer; 掲載許可取得済み）。

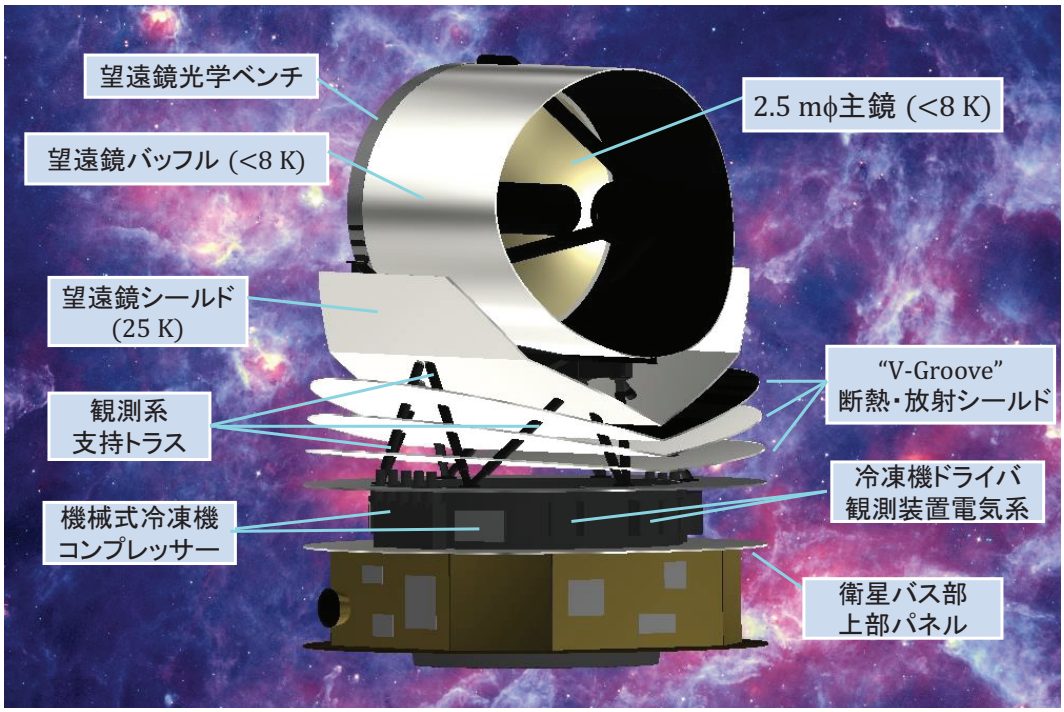


図 4.11: ミッション再定義の結果得られた SPICA の機器配置の現状案。

される。SPICA の波長域には、星間ダストの放射成分が豊富であり、減光の影響を受けない金属原子輝線や水素分子輝線が存在する。これらの放射に対する分光観測は、SPICA の掲げる科学課題を解明する上で重要なものである。また、JWST や ALMA と相補関係的な波長帯である。この波長域では、望遠鏡自身からの熱輻射が背景放射ノイズとして支配的な寄与となるため、極低温に冷却された望遠鏡システムが要求される。要求される分光感度を達成するために、望遠鏡は 8 K 以下に冷却される必要がある。また分光感度と空間分解能の要求から、口径 2.5 m の望遠鏡が必要である。

望遠鏡の冷却には、冷媒を用いず機械式冷凍機と放射冷却を用いる。これにより衛星の小型化と軽量化が実現でき、口径 2.5 m 望遠鏡の搭載が可能となった。SPICA の構造を図 4.11 に示す。さらに衛星の軌道を太陽と地球系ラグランジュL2 点のハロー軌道とすることでより冷やされる。これらは SPICA の重要な特徴となっている。SPICA は、日本側負担分は JAXA/ISAS の戦略的中型計画の規模とし、ESA Cosmic Vision M class mission を合わせた日欧共同ミッションとして、2027-2028 年の打ち上げを目指す。打ち上げは JAXA 新型基幹ロケットを想定している。SPICA ミッションの基本仕様は表 4.4 にまとめた。

焦点面装置

SPICA には 2 つの焦点面装置が搭載される。日本担当の中間赤外線領域を対象とする SMI (Spica Mid-infrared Instrument) 及び欧州が担当する遠赤外線帯の SAFARI (SpicA FAR-infrared Instrument) である。それぞれの機能と仕様は表 4.5 にまとめる。

SMI (Spica Mid-infrared Instrument):　中間赤外線 12–36 μm をカバーする分光装置。波長分解能の異なる 3 つの観測機能 (LRS, MRS, HRS) を持つ。マルチスリットを持つ低分散グリズム分光器 ($R = 50$–120) LRS は、毎時 16 平方分角のサーベイ速度赤方偏移した PAH 輝線の大規模マッピングサーベイを可能にする。Grating 分光器 MRS と HRS はそれらの高分散能力 ($R = 1300$–2300, 28000) により、詳しい輝線診断が可能となる。図 4.12 に 3 つの分光機能における点源への感度を示す。

SAFARI (SpicA FAR-infrared Instrument):　遠赤外線のグレーティング分光装置。3 つのバンド (SW, MW, LW) により 34–210 μm の波長帯をカバー。波長分解能は $R = 300$ の低分散と $R = 3000$ の高分散とがある。

4.3.5　他波長・他計画とのシナジー

SPICA が活躍する 2020 年代の後半およびその前後には、図 4.13 に示すようにあらゆる波長帯域で大型の天文台が稼働している。これらの天文台と適切な連携を図り、それぞれの特徴を活かした研究を進めることで、

表 4.3: SPICA の科学要求

項目	要求値	科学背景
波長帯域	12 μm–210 μm（以上)	SO1, SO2, SO3, SO4, SO5
分光感度	2×10^{-20} W m^{-2} 以下の輝線感度 (5 σ)	SO1, SO2, SO4
空間分解能	2 秒角 (10 Mpc で 100 pc 相当)	SO3
波長分解能	$R > 50$ (17–36 μm)	SO1, SO2, SO5
	$R \geq 1000$ (26 μm)	SO3, SO4
衛星寿命	3 年 (ノミナル)、5 年 (ゴール)	SO1, SO2, SO3, SO4, SO5

表 4.4: SPICA ミッション仕様

望遠鏡形態	口径	温度	波長	観測モード	波長分解能	空間分解能
スペース極低温冷却望遠鏡	2.5 m	< 8 K	12–210 μm	分光、撮像	$R = 50 - 28000$	20 μm 回折限界

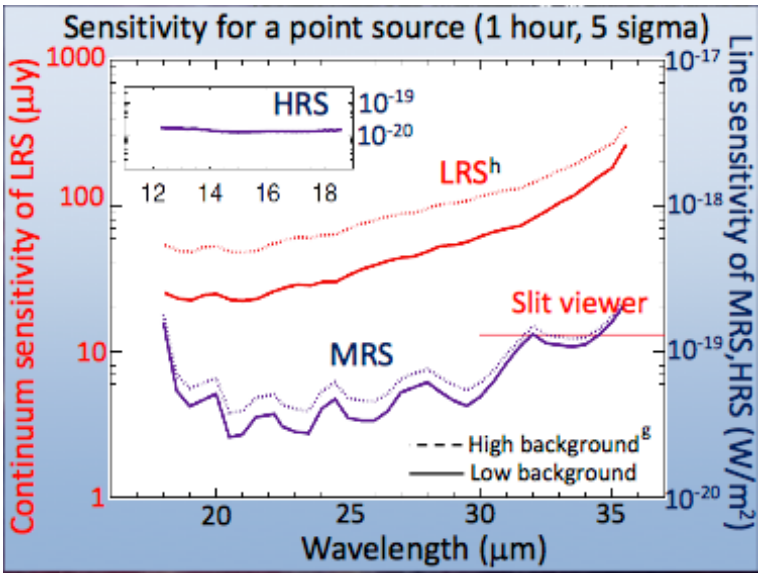


図 4.12: SMI の点源に対する感度 (1 時間、5σ): 背景光レベルは、25 μm において 80 MJy sr^{-1} (High) 及び 15 MJy sr^{-1} (Low) を仮定。

SPICA の科学的価値が大きく高まることは間違いない。そこで、ここの大型天文台との連携で期待される研究の一例を、以下に示す。

SPICA, TMT, すばる望遠鏡のシナジー:

遠方銀河の研究では、SPICA, TMT およびすばる望遠鏡によって、図 4.14 に示すような連携が期待される。すばる望遠鏡では、HSC を用いて遠方銀河サーベイをかつてない大きな規模, 広い範囲で実施することを計画している。一方、すばる HSC による広域サーベイで見つかった天体を詳細観測しその正体をより正確に特徴

表 4.5: SMI と SAFARI の仕様

	SMI			SAFARI		
	LRS	MRS	HRS	SW	MW	LW
波長 (μm)	17–36	18–36	12–18	34–60	60–110	110–210
波長分解能 (R)	50–120	1300–2300[a]	28000[a]		300, 3000	
視野	600″×3.″7×4 slits	60″×3.″7 (slit)	4″×1.″7 (slit)			
ビーム FWHM				4.″7	8.″6	16″
PSF FWHM	2.″0 (20 μm) – 3.″6 (36 μm), 2.″0 (12–20 μm)					
点源に対する感度 [b,c]						
(mJy)	0.02–0.2	0.3–3	2–3	0.25	0.36	0.92
($\times 10^{-20}$ W m^{-2})	8–20	3–20	1.5–2	5.3	4.5	6.5
サーベイ速度 [d] (arcmin^2 hr^{-1})	$\sim$ 16	$\sim$ 1.5	-			
広がった光源に対する感度 [b,e]						
	連続波 (MJy sr^{-1})	輝線 ($\times 10^{-10}$ W m^{-2} sr^{-2})				
	0.02–0.1	0.7–4	1.5–2			
飽和限界 (Jy)	$\sim$ 20	$\sim$ 1000	$\sim$ 20000			
測光感度 (mJy)				0.15	0.12	0.16

a: 点光源に対する空間分解能。b: 5σ、1 時間の観測。c: SAFARI は $R = 300$ での値。d: サーベイ速度は、LRS と MRS それぞれに対し 30 μm において 100 μJy の連続波、28 μm において 3×10^{-19} W m^{-2} の輝線を 5σ で検出することを想定。e: LRS と MRS に対して広さ 4″ × 4″、HRS に対して広さ 2″ × 2″ の広がった光源に対する感度。

づけることが、究極の高感度と解像度を誇る TMT の大きな役目となる。これらのデータが、銀河形成・進化の研究に幅広く利用されることが期待されている。ただし、すばる HSC や TMT による可視光・近赤外線観測は、遠方銀河の静止系では紫外線に対応するため Extinction の影響が大きい。星形成が活発に起こる成長期の銀河はダストやガスに深く埋もれていると考えられているため、すばる HSC や TMT はその威力を十分には発揮できない。このようなダストに深く埋もれた天体を探る最強の武器となるのが、遠・中間赤外線に史上最高の感度をもつ SPICA である。SPICA では、10 平方度クラスの大規模な赤外線サーベイを行うこと主要なサイエンスの一つと位置づけており、これによって銀河の形成・進化の研究が大きく進展することは間違いない。

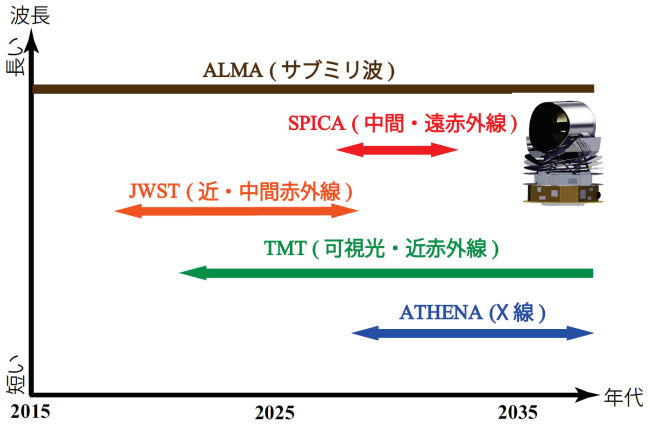


図 4.13: SPICA と同時期に稼働する大型天文台のまとめ。JWST と ATHENA の稼働期間は、ノミナルな稼働期間と想定される延長可能期間を含めて、10 年としてある。



図 4.14: 遠方銀河研究における SPICA と TMT, すばる望遠鏡のシナジー

SPICA と JWST のシナジー

SPICA では 4.3.2 で述べたとおり、中間赤外線帯域にある PAH のバンド放射 (3.3 μm, 6.2 μm, 7.7 μm,11.3 μm など) を手掛りに、SMI による星生成銀河のサーベイを行う。この時、SMI の観測帯域 (LRS $\lambda = 17 - 36$ μm; 表 4.5) から、SPICA では赤方偏移 $z > 0.5$ の PAH 銀河が主要なターゲットとなる。一方、SPICA が不得意とする比較的近傍の銀河 ($z < 0.5$) からの PAH バンドに対しては、波長帯域 $\lambda \leq 17$ μm に高い感度を持つ JWST が有効となる。したがって、SPICA と JWST を組み合わせれば、幅広い赤方偏移の PAH 銀河をカバーできる。

PAH バンドのスペクトルの詳細な形やバンド間の強度比は、PAH の物理・化学状態を反映していると考えられている。しかし現状では、PAH バンドの形は銀河ごとに変化することが観測的に示唆されているものの、

それをコントロールしている物理・化学状態については良く理解されていない。そこで、JWST による近傍の PAH 銀河の観測によりこれらを明らかにし、PAH バンドを銀河の物理・化学状態を探るためのツールとして確立する。そして、SPICA による遠方の PAH 銀河の観測へと適用することことで、PAH バンドやそれにともなって存在する様々なダストの全貌を理解することが可能となる。

SPICA と JWST を組み合わせることにより、惑星系形成領域の全貌をも明らかにすることが期待される。図 4.8 に示した原始惑星系円盤の中で、JWST による近・中間赤外線観測では内側に存在するホットな領域を観測することになる。一方、SPICA による中間・円赤外線観測ではより外側のクールな領域を観測する事ができる。この領域存在する HD, H_2 などのガスは、分子ガスの質量を測定するための非常によい指標となることが知られている。また、中心の恒星から 1 AU 以内の中心領域については、JWST や ALMA で得られる空間情報と SPICA によるスペクトルで得られる速度場の情報を組み合わせることが、非常に有効である。

さらに、惑星系形成領域の鉱物学でも、SPICA と JWST は相補的な役割を果す。例えば、シリケイトの質量や温度を測定するのに、JWST は波長 9 μm と 18 μm のダストバンド観測が有効である。一方、SPICA による波長 18 μm 以上のシリケイトバンドの観測は、crystalinity, Mg/Fe 比, olivine/proxene 比などの測定には欠かせない。

SPICA と ALMA のシナジー:

銀河の中心領域から噴出する分子ガスアウトフロー研究に、SPICA と ALMA の連携により大きな発展が期待できる。最近 Herschel などによって、いわゆる P-Cygni プロファイルを示す Blue shift した OH 分子, CO 分子の吸収線が、近傍 ULIRG などから検出されている [3]。これらの吸収線は、分子ガスアウトフローによって生成されると理解されている。この分子ガスアウトフローは、AGN や星生成などの活動に伴って駆動されると考えられており、星生成を抑制するフィードバックの機構としても注目されている。SPICA HRS を用いれば、CO 分子の回転振動遷移 (静止波長 $\lambda_{\rm rest} \sim 4.7$ μm) を用いて、赤方偏移 $1 < z < 3$ の銀河の分子アウトフローを探査することが出来る。一方 ALMA では、種々の分子輝線 ([CII] など) を通じて、$z > 3$ 銀河の分子アウトフローの検出が期待されている。したがって、SPICA と ALMA を組み合わせることで近傍から遠方まで幅広い赤方偏移で分子アウトフローを探査することができ、AGN フィードバックの全貌を明らかにできると期待される。

このような分子ガスアウトフローの駆動源の一つとして、AGN の降着円盤から噴出する円盤風が有力と考えられている。一方、円盤風の証拠として、光速の数 10%程度の速度を持つイオン化したガスのアウトフローが近傍 AGN の X 線観測でしばしば見つかっており、これらは Ultra-Fast Outflow (UFO) と呼ばれている [16]。さらに、UFO と分子ガスアウトフローの物理的な繋がりを示唆する観測事実も報告され始めている [17]。したがって、分子アウトフローや AGN フィードバックの研究では、ATHENA との連携も大きな役割を担うと考えられる。

SPICA と ATHENA のシナジー:

AGN の研究において、赤外線観測と X 線観測の協力は大変有効である。これまでも、近傍の Seyfert 銀河において、赤外線光度と X 線光度が線形相関していることが I 型, II 型を問わず知られており [5; 10]、これらはダストトーラスが Clumpy であるという描像を支持する観測事実と考えられている。一方、SPICA と ATHENA の連携によって発展すると思われるのが、**ダストに埋もれた AGN** や **Compton-thick AGN** の完全に網羅するサーベイである。

銀河の合体・成長に関する最近の研究 [6] によると、合体直後の銀河は ULIRG として観測される。ULIRG では、活発な星生成と共に AGN も非常に活動的であると考えられているが、ダストに深く埋もれているためにその全貌はよくわかっていない。次に、AGN フィードバックが有効に機能しダストが晴れ上がった銀河は、QSO として観測される。QSO の中心核周辺の構造は、AGN の統一描像 [20] でよく理解されておいる。ダストトーラスが我々の視線を横切る II 型 QSO のうち、水素柱密度が $N_{\rm H} \gg 10^{24}$ cm^{-2} を満たすような分厚いトーラスを持つようなものが、Compton-thick AGN となる。このように、ダストに埋もれた AGN や Compton-thick AGN は銀河成長・進化と密接に関連しており、SPICA が実施する遠方銀河サーベイでも重要な科学目的となる。

一方、全天から一様に飛来する X 線バックグラウンド (X-Ray Background; XRB) の観測 [19] から、Compton-thick AGN の存在量について重要な示唆が得られている。特に、X 線フラックスが小さくなる (つまり、遠方になる) にしたがって Compton-thick AGN の割合は増加し、2 – 10 keV の X 線フラックスが 10^{-16} ergs s^{-1} cm^{-2} の AGN ではその割合は 20–30%に達すると考えられている。しかし、この様な暗い Compton-thick AGN の検出を初めて可能にするのが、ATHENA だと期待されている。

SPICA SMI が遂行する 10 平方度の銀河サーベイでは、ULIRG クラスの赤外線光度 ($L_{\rm IR} \geq 10^{12} L_{\odot}$) を持つ銀河が 30000 個以上赤方偏移 $z = 1 – 4$ に検出されると考えられる。この中から、SPICA SMI, SAFARI による Spectroscopy によって AGN に特有なガス輝線 ([OIV] など) を探査することで、ダストに埋もれた AGN や Compton-thick AGN を数多く抽出できると期待される。一方 ATHENA では、Wide Field Imager によって 5.7 平方度のサーベイを実施することで、1000 個程度の Compton-thick AGN を検出できると推定されている [13]。それぞれが抽出した候補天体を互いに追観測することで、ダストに埋もれた AGN や Compton-thick AGN の発見が促進されるはずである。ただし、X 線観測では Compton-thick AGN の兆候として中心核の X 線放射がトーラスなどで反射した成分を探査するが、全方向をダストに囲まれた埋もれた AGN ではこの反射成分さえ強い吸収を受けるはずである。つまり、埋もれた AGN に対しては X 線観測はあまり威力を発揮せず、SPICA による赤外線観測の方が有利となる可能性が高い。

SPICA と ATHENA はともに 2020 年代後半の打ち上げを計画しており、稼働時期の重なりが非常に大きい。したがって、互いの成果に関する情報の共有をタイムリーに進めることが、本研究の推進には重要となるであろう。

4.3.6　体制と準備状況

主要キー技術とその位置づけ・開発状況・海外とのベンチマーク：

SPICA は従来の赤外線望遠鏡と異なり冷媒を用いず、機械式冷凍機を用いて望遠鏡・観測装置を 8 K 以下に冷却する。これは JAXA の戦略的開発要素の一つで、J-T 冷凍機は世界最高性能（特に観測装置のための 1 K 級冷凍機は他に開発例がない）である。また遠赤外線での史上最高感度を実現するための TES ボロメータアレイ検出器がオランダ SRON を中心に開発されており、雑音等価電力 NEP=2×10^{-19} W $Hz^{-1/2}$ を既に達成した（検出器数個レベルの技術実証だが世界一）。

準備・検討体制：

ESA および欧州各国等との国際協力のもとで推進している。米国の参加は議論中である。現在の国際分担の枠組みでは、国内においては JAXA はミッション部のとりまとめや機械式冷凍機を担当し、大学コンソーシアム（名大、東大、東北大等）が SMI（中間赤外線観測装置）の 開発を担当する。

準備状況：

SPICA は日本学術会議の大型計画マスタープラン（2014）の重点大型研究計画 27 件の一つとして選定された。また文部科学省科学技術学術審議会のロードマップ 2014 の新たな 10 計画の一つである（aa 評価）。当初、SPICA 計画は、ESA および欧州各国等との国際協力のもと、日本主導で計画を進める案 (Plan-A) を検討してきた。しかしながら、Plan-A での日本側の経費負担が大きく、実現が困難であると判断され、平成 25 年 5 月、JAXA および ESA の役割分担を見直した案（Plan-B）に移行する方針が ESA/JAXA 間で合意された。Plan-B は、ミッション構成は従来から変更せず、ESA 側の負担を増大し (Cosmic Vision M-class)、JAXA 経費を戦略的中型ミッション規模に軽減する案であった。しかしながら Plan-B の準備を ESA-JAXA で進める中で、従来のミッション構成が従来と同じままでは、想定される資金枠では、実行が困難であることが明らかになってきた。そのため、平成 26 年 5 月以降は、想定される日欧の予算枠（前述）で実行可能な案を探る方針（ミッション再定義）を合意し、日欧で計画の再度の見直しを行ってきた。2015 年 3 月の SAFARI コンソーシアム会議にて、望遠鏡は口径 2.5 m、温度 8 K 以下をベースとし、今後の審査に向けて SPICA を推進して

いくことで合意した。ESA の Cosmic Vision M5 に応募し、平成 30 年度に日欧においてプロジェクト化し、2027-28 年の打上げを目指す。

参考文献

[1] Burgarella, D., Buat, V., Gruppioni, C., et al. 2013, A&A, 554, A70
[2] de Vries, B. L., et al. 2012, Nature, 490, 74
[3] Fischer, J., et al., 2010, A&A, 518, L41
[4] Fujiwara, H. 2013, A&A, 550A, 45
[5] Gandhi, P., et al., 2009, A&A, 502, 457
[6] Hopkins, P. F., et al., 2008, ApJS, 175, 356
[7] Imanishi, M., et al. 2008, PASJ, 60S, 489
[8] Koike, C., et al. 2003, A&A, 399, 1101
[9] Mamajek, Eric E., 2009, AIPC, 1158, 3
[10] Matsuta, K., et al., 2012, ApJ, 753, 104
[11] Molster, Frank. 2005, SSRV, 119, 3
[12] Nakamura, T., et al. 2011, Science, 333, 1113
[13] Nandra, K., et al., 2013, "The Hot and Energetic Universe: A White Paper presenting the science theme motivating the Athena+ mission" (arXive:1306.2307)
[14] Olofsson, J. 2012, A&A, 542A, 90O
[15] Su, K. Y. L, et al. 2006, ApJ, 653. 675
[16] Tombesi, F., et al., 2010, A&A, 521, 57
[17] Tombesi, F., et al., 2015, Nature, 519, 436
[18] Tommasin, S., Spinoglio, L., Malkan, M. A., & Fazio, G. 2010, ApJ, 709, 1257
[19] Ueda, Y., et al., 2014, ApJ, 786, 104
[20] Urry, C. M., & Padovani, P., 1995, PASP, 107, 803
[21] Williams, Jonathan P., et al. 2011, A&A, 49, 67
[22] Zolensky, M. E., et al. 2006, Science, 314, 1735
[23] Zolensky, M. E., et al. 2008, Meteorit. Planet Sci., 43, 261

4.4　JASMINE

4.4.1　JASMINE 計画の概要

「JASMINE」(Japan Astrometry Satellite Mission for INfrared Exploration) は、赤外線位置天文観測衛星計画シリーズの総称であり、現在、「Nano-JASMINE」計画と「小型 JASMINE」計画を集中的に検討、開発をしている。1989 年にヨーロッパ宇宙機関 (ESA) によって打ち上げられた世界で初の位置天文観測衛星「ヒッパルコス」による画期的な成果以後、世界のサイエンスコミュニティから次世代の高精度位置天文観測衛星が期待されていたが、2013 年 12 月には ESA により大型位置天文観測衛星「Gaia」が無事に打ち上げられ定常観測を行っている。2022 年頃に最終カタログが公開される予定であるが、それまでに 4 回の中間リリースも予定されている。今後、質、量ともに画期的な位置天文観測データが手に入ることが可能となり、天の川銀河自体やそこに含まれる多岐にわたる天体や天体現象に関する研究の大進展が期待されている。そういう状況の中、「Gaia」では達成が困難な研究対象を補完するためにも日本においては「JASMINE」計画が 2000 年頃から検討され、「Gaia」チームや世界の位置天文コミュニティ等からの支援、協力を受け、計画の実現を目指している。

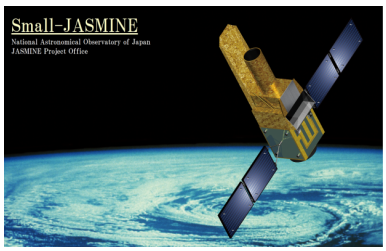


図 4.15:「小型 JASMINE」のイラスト図。

「Nano-JASMINE」計画は、サイズが 50 cm 立方、重量がわずか 35 kg の超小型衛星を用いた計画であり、望遠鏡の主鏡口径は 5 cm 級である。小口径ながら zw バンド (0.6 ∼ 1.0 μm) で全天をサーベイし、「ヒッパルコス」と同等の位置精度 (3 ミリ秒角程度) での測定を行う計画である。「ヒッパルコス」による観測から 25 年以上経過している時間間隔を利用して、「Nano-JASMINE」の観測データとヒッパルコスカタログとを組み合わせると、ヒッパルコスカタログより固有運動は 1 桁程度、年周視差は 1.3 倍程度の精度向上が期待されている。日本での初めてのスペースアストロメトリの実行、今後の JASMINE 計画が行うオンボードでのデータ取得等の技術的経験の蓄積、大質量星の起源と星形成領域への影響、太陽系近傍での力学構造、多重星・連星の解析、VERA との協力による天体の運動をもとにした星形成領域研究などの科学的成果を目的としている。衛星の打ち上げ実機 (FM) は、2010 年 10 月に既に組み立てが完成しており、詳細は、4.4.11 で後述するが、近い将来の打ち上げを目指して、運用訓練、地上局整備、「Gaia」チームとの連携によるデータ解析準備を進めている。科学的成果に関してもサイエンス検討ワーキンググループを立ち上げて (代表者：西亮一 (新潟大))、定期的な検討会を開催している。

「小型 JASMINE」は、近赤外線 (Hw バンド：1.1 ∼ 1.7 μm) の波長域における撮像観測を高頻度 (同一天体の観測は約 100 分に 1 回) で行い、天球面上での天体の位置の時間変動 (時系列データ) を 10 μas クラスの高精度で測定する (位置天文観測) 計画である。時系列データやそこから導出される年周視差、固有運動等を世界の研究者コミュニティにカタログとして提供する。「Gaia」のような可視光観測では見通すことが困難な銀河系中心核バルジ方向の数平方度の領域のサーベイ (プロジェクト観測) と、「Gaia」では出来ない高頻度測定を活かせる興味ある特定天体に対する観測 (公募観測) を行う予定である。

以下、詳細は後述するが、「小型 JASMINE」の実現に関しては、JAXA 宇宙科学研究所による公募型小型計画宇宙科学ミッション (従来の公募型小型科学衛星ミッション) への搭載を目標とし、次期の公募に対してミッション提案を目指している。科学目的や目標は具体化され、それに対するミッション要求・システム要求が明確化されてきたとともに、システム要求を満たす衛星仕様案や観測運用、データ解析の実現可能性は設計上は見込みをつけてきた。そこで、現在は、より詳細な設計の検討を進めるとともに、実現にとって重要な主要キー技術の実証実験を進めている。また、研究者有志により組織されているサイエンスワーキンググループ (代表者；梅村雅之 (筑波大)) を中心として、「小型 JASMINE」による科学的成果の検討も継続して行われている。

以下では、「小型 JASMINE」計画に関することを中心として詳細を記載する。

4.4.2 「小型 JASMINE」の科学目的とサイエンス成果が与えるインパクト

○ 科学的大目的

「小型 JASMINE」の科学的目的として、衛星へのミッション要求とシステム要求に直結する大目的は、光赤天連が 2020 年代に解明すべき 3 つの重要課題の 1 つである「物質宇宙の多様性」(宇宙初期から現在にいたる天体と物質の形成・進化・相互作用) の重要要素の 1 つである、

「宇宙に巨大ブラックホールはなぜ存在するのか？」というテーマである。

そして、それをブレークダウンした中目的は、次の通りである。

「巨大ブラックホールと銀河バルジの共進化の解明を目指して、天の川銀河（銀河系）の中心に潜む巨大ブラックホールの生い立ち (形成) を星の運動（動力学）を用いて知る。」

この中目的をさらにブレイクダウンした、より具体的な主目的は以下の 2 つとなる。

○ 主な科学目的 (ミッション要求・システム要求に直接つながるもの)

銀河系 (天の川銀河) を対象として、

(i) 銀河形成標準理論の検証につながる巨大ブラックホールの合体形成説の観測的検証。

(ii) 巨大ブラックホールへの物質供給機構を決定づける銀河系中心核バルジの重力場解析。

なお、上記の主目的を達成できるようなミッション要求とシステム要求 (いずれも後述) を「小型 JASMINE」が満たす場合、それで得られる位置天文観測データは主目的以外にも多岐にわたる科学的目的を達成できる可能性がある。そのような目的をここでは副次的目的と呼ぶが、具体的には以下のような目的があげられる。

○ 副次的科学目的

銀河系内天体で、短時間変動現象を伴い近赤外線で明るく物理的に興味がある、いくつかの特定天体 (例えば、高エネルギー天体連星系、恒星が低質量な系外惑星系、星形成領域、活動恒星など) に対象を特化し、これらの天体の物理的解明を行う。

○ サイエンス成果が与えるインパクト

以上の科学目的が達成した場合のサイエンス成果が与えるインパクトは次の通りと考える。

「小型 JASMINE」の主な科学目的であり、半世紀にわたり未解決の問題である巨大ブラックホールの形成は、その研究内容に関しては社会的反響も大きく一般の人の関心も高い。我々が住んでいる天の川銀河の中心に巨大ブラックホールが存在し、その回りを我々が回転していること自体、一般の人の関心が高いと思われるが、その見えない巨大ブラックホールの生い立ち (ブラックホールの合体による成長があったかどうか) までが、星の運動によって解き明かされたとしたら大きな反響を呼ぶと考えられる。いわんや、その巨大ブラックホールへのガスの輸送機構が、中心核バルジの重力ポテンシャルの解析で示唆でき、それによってガス降着による巨大ブラックホールの成長に関する知見を得たり、将来、ガスが中心に大量に落ち込み、中心での爆発が起こると予測できるとすれば、その関心は非常に高くなると期待される。

また、研究者にとっても大きなインパクトが期待できる。つまり、銀河系中心の巨大ブラックホールや銀河系バルジは他の銀河のそれらと比べると圧倒的に近いという利点があり、近未来に、星の位置や運動の詳細が精度良く求まると、バルジと巨大ブラックホールの精密探査が可能となり、他の銀河観測だけでは分からないことが明らかになると期待できる。特に、バルジと巨大ブラックホールとのインターフェース最内縁部である中心核バルジの精密探査を「小型 JASMINE」が行えるのは、バルジと巨大ブラックホールとの共進化研究の進展に対して大きな意義があると考える。

以上のような問題に対して、位置天文学的アプローチで行うことは非常にユニークであり、これが可能なのは「小型 JASMINE」しかなく、非常に科学的価値がある。また、位置天文のカタログは、天文学、天体物理学の幅広い分野での基本情報となるため、高エネルギー天文学 (X 線連星やガンマ線連星の解析など) など他の分野への科学的成果にも貢献できる。

4.4.3 「小型 JASMINE」の科学目標・ミッション要求

○ 主目的に対する科学目標

前述した主な科学目的のためのミッションの達成目標は以下のとおりである。

(i) 銀河系中心にある巨大ブラックホールの形成過程で、中間質量ブラックホールが合体を起こしたかどうかの知見を得るため、中間質量ブラックホールが中心領域に落ち込み、中心領域の星へのブラックホールによる力学的摩擦の効果が効いているか効いていないかを星の位相分布関数を用いて、統計的に高信頼度で判断できることを目標とする。以上の目標達成のために、巨大ブラックホール近傍 (半径 100 pc 程度以内～半径 0.7 度以内の領域) での星に対して、年周視差の誤差では、20 μas 程度以下、固有運動の誤差では 50 μas/yr 程度以下で測定できる (バルジに属すると考えられる) 星を数千個取得する観測ミッションを行う。

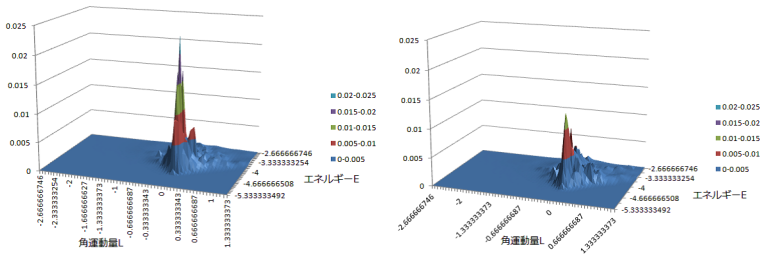


図 4.16: 巨大 BH 同士の合体が無かった場合 (左図) とあった場合 (右図) の銀河系中心付近の恒星の位相分布関数。巨大ブラックホールの成長にあたり、より小さいブラックホールの合体が起こっていた場合、巨大ブラックホールを中心として半径約 100 pc 以内の恒星の運動は、ブラックホールによる力学的摩擦により影響を受けるため、合体がなかった場合とあった場合とで、恒星の位相分布関数に違いがみられる。その違いを活かして、合体の是非を判断する。

(ii) 中心核バルジの一部を含む銀経-2 度～0.5 度、銀緯 0.2 度～0.5 度の範囲での星の位相空間分布の特徴を用いて、巨大ブラックホールへのガス供給機構の解明につながる銀河系中心核バルジの棒状構造モデル (重力場モデル) における棒状パターンの回転角速度といったパラメータへの制限を与える。特に、中心核バルジに、半径 5 kpc 程度の棒状構造とは異なる、より小さな内部棒状構造が存在しているかどうかを、運動学的に、つまり棒状構造のパターンの回転角速度の違いを用いて統計的に高信頼度で判断できることを目標とする。以上の目標達成のために、年周視差の誤差では、20 μas 程度以下、固有運動の誤差では 50 μas/yr 程度以下で測定できる (バルジに属すると考えられる) 星をこの観測領域内で数千個取得する観測ミッションを行う。

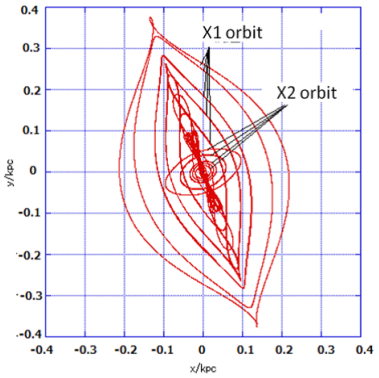


図 4.17: 中心核バルジ付近で期待される恒星軌道 (x1 と x2 軌道)。内部リンドブラッド共鳴（棒状構造のパターンの回転角速度が、星の回転角速度と周転角速度の 1/2 の差に等しい場合）が 2 点存在する場合には、その 2 点間の領域では、このような x1 軌道と x2 軌道が共存する。さらに、共回転共鳴（棒状構造のパターンの回転角速度が、星の回転角速度と等しくなる場合）付近では、x1 軌道が自己交差する。このために、ガスの角運動量やエネルギーが散逸され、ガスが中心に落ち込みやすくなる可能性があり、中心への物質供給機構と考えられている。内部棒状構造は、このような回転軌道ではないボックス型軌道が支配的である可能性があるが、いずれにせよ、共鳴が、どこに生じるかがガス供給の効率性の判明につながると思われる。そのためには、内部棒状構造のパターンの回転角速度を知ることが重要であり、恒星の位相分布関数を用いた重力ポテンシャルの解析により、それを解明することができる。

(iii) 以上のような巨大ブラックホールの合体形成の観測的検証や銀河系中心核バルジの重力場解析に必要な基礎データを整備するため、銀河系中心領域において近赤外線帯域で測定できた星の天球面上での位置変動の時系列データおよびそこから導出される星の年周視

差、固有運動等をカタログとして作成し、世界の研究者へ公開する。

○ 副次目的に対する科学目標

副次目的に対しての達成目標は (これは、あくまでも現在検討中の有力候補天体を観測する場合であるが、実際には、公募により観測対象を選定する予定である)、例として以下の通りである。

ブラックホール連星 Cyg X-1 に対して 10 % 程度の精度で各軌道要素を決定する。これによりジェットのモデルを制限できることが期待される。また、ガンマ線連星 LS 5039, LS I+61 °303 に対しては、それぞれ 2 太陽質量、0.4 太陽質量の誤差で高密度星の質量を決定し、高密度星がブラックホールか中性子星かの判定を行う。さらに、大質量 X 線連星 γ Cas、ガンマ線連星 HESS J0632+057 に対してそれぞれ、高信頼度で高密度星を特定することを目標とする。

また、系外惑星探査に対しても成果を上げることを目標とする。系外惑星探査方法の 1 つである視線速度法には「質量の下限値しか得られない」という問題があるが、位置天文観測法では質量そのものを決定することができる。したがって、視線速度法によって発見された惑星を「小型 JASMINE」で追観測することにより、質量を決定することができる。現時点では 15 個の惑星系をターゲット天体として挙げている。これらは中心星の軌道半径の視角が大きく、かつ周期が 1 年以内であるという条件で選ばれたが、中心星が赤色巨星である天体、連星を組んでいる天体など興味深い天体を含んでいる。このうち、

(i) 軌道半径の視角が大きい天体に対しては 4-6 % の誤差

(ii) 軌道半径の視角が小さい天体に対しては 16-19 % の誤差

で質量を決定できる。これらの惑星系は太陽系に比較的近い距離に位置するため、中心星半径の視角が 10−100 μas に達する。したがって、星表面の 10 % 以上を覆うような黒点がある場合には、「Gaia」の位置決定精度に多大な影響を及ぼす。一方、「小型 JASMINE」は、高頻度観測の利点を活かして黒点移動による中心位置移動を分離できるため、「Gaia」と比較して精度の良いデータを取得することができる。さらに、褐色矮星周りの惑星も探査する (これは「Gaia」ではできないため、「小型 JASMINE」がユニークである)。

前述の主目的に対する科学目標を別途定める成功基準（フルサクセスレベル）で達成するために、「小型 JASMINE」のミッションに対して以下のようなミッション要求 (案）を行う。この要求を満たすように衛星システムへの要求を行うことになる (4.4.6 章)。

○ ミッション要求

銀河系中心核バルジ付近の下記で示す領域方向に対して、天体の天球面上での位置の時間変動を近赤外線帯域で、測定する。

(i) 銀河系中心を中心とする半径 0.7 度程度の円の領域 (図中の橙色の円内)（以降、領域 1 とする）を観測する。その際、星の年周視差の誤差が、20 μas 程度以下、固有運動の誤差が、50 μas/yr 程度以下で測定できる、領域 1 内にある銀河系バルジに属する星の個数が、4000 個程度 (tentative) 以上。

(ii) 銀経-2 度〜0.5 度、銀緯 0.2 度〜0.5 度の範囲の領域 (図中で青色の長方形内))（以後、領域 2 とする）を観測する。その際、星の年周視差の誤差が、20 μas 程度以下、固有運動の誤差が、50 μas/yr 程度以下で測定できる、領域 2 内にある銀河系バルジに属する星の個数が、5000 個程度 (tentative) 以上。

(iii) 領域 1 と 2 において測定された星に対して、星の天球面上での位置変動の時系列データおよびそこから導出された星の年周視差、固有運動等の必要な物理情報をカタログとして作成し、世界の研究者へ

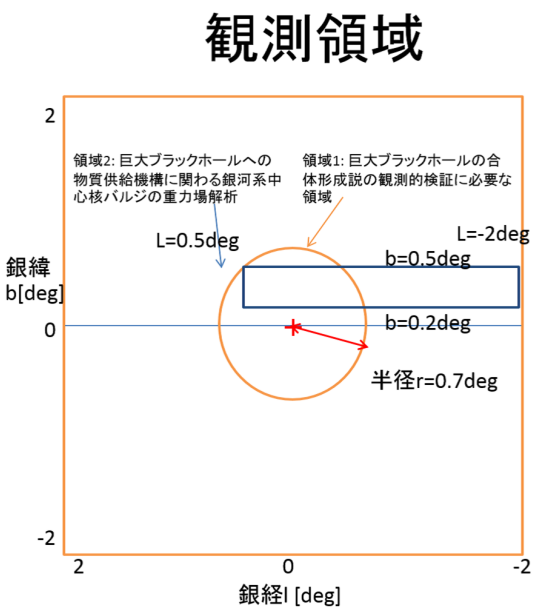


図 4.18: 「小型 JASMINE」の (銀河系中心方向に対する) 観測領域。

公開できること。

4.4.4 「小型 JASMINE」の世界的位置づけ・国際協力

「小型 JASMINE」は、近赤外線帯での観測を行うため、銀河系中心付近に対しては、「Gaia」(可視光観測) に比べては 3 桁以上多くの個数の星を高精度で測定することが可能である。さらに、「Gaia」には無い高時間分解能という特徴を活かして短周期変動を伴う天体現象の理解を進展させることができる。「小型 JASMINE」計画のユニークさ、必要性が世界でも認識されており、国際天文学連合の Commission A1(世界的な位置天文観測研究者のコミュニティ組織) からは、正式な推薦書を受け取っている。

また、「小型 JASMINE」とは相補的なデータとなる、銀河系バルジの星々の視線速度と元素組成の観測チームからは、「小型 JASMINE」への期待も大きく、連携協力を開始している。例えば、米国における H バンドによる高分散分光サーベイ観測を行う APOGEE 計画チームとの国際的な連携体制もできている。APOGEE 計画の PI である S.Majewski(バージニア大学) より、APOGEE の継続的発展として、バルジ観測に適した南天の望遠鏡に APOGEE と同じ高分散分光器を取り付け、バルジ観測を行う APOGEE-2 計画を共同でプロポーザルを出すことを提案された。その結果、共同プロポーザルの提出を米国で既に行った。順調にいけば、2020 年以前には観測データを得ることが可能となる。「小型 JASMINE」が位置天文観測する中心核バルジの星のすべてが APOGEE-2 で測定できる見込みであり、強力なシナジーとなる。そこで、「小型 JASMINE」と APOGEE-2、およびそれを実行する SDSS-IV collaboration との国際的なサイエンス連携 (お互いの協力が早期に実現できるように、またより良い科学的成果がだせるように、お互いをサポートし、議論を行っていくことにする) に関する MOU を 2013 年 5 月に締結した。さらには、米国 UCLA の M.Rich 氏の BRAVA プロジェクトチームとの国際的な連携、またオーストラリアのチーム (P.I. は K.Freeman 氏) が進めている ARGOS プロジェクトとも国際的な連携を行うこととなっている。

さらに、データ解析に関しては、「Gaia」のデータ解析チーム (特に、ハイデルベルグ大学とドレスデン大学のチーム）が、「Nano-JASMINE」における協力の延長として、「小型 JASMINE」に対しても協力をしてもらえる予定である。

4.4.5 「小型 JASMINE」の研究領域（光赤外天文学分野）内での位置づけ

光赤外分野の中では、位置天文観測という他の国内のスペースミッションにはない切り口で天の川銀河の研究を行うものである。「小型 JASMINE」の科学的意義そのものは、2012 年〜2013 年にかけて行われた光学赤外線天文連絡会による中規模計画の評価、および学術会議天文学・宇宙物理学分科会による中規模計画への評価でも、高い評価を得ている。具体的には、光学赤外線天文連絡会からは次のようなコメントを頂いている。「本観測は、『赤外線観測』による位置天文学であり、銀河系バルジの星の距離を直接に測定できるものであり、意義は高い。今後、ESA/「Gaia」計画が、全天の位置天文観測を行うが、銀河系バルジは、Extinction(ダストによる減光) の影響のため、観測することができない。本計画は、世界的に見ても他に例がなくユニークであると同時に、「Gaia」とも相補的である。さらに「Gaia」の打上 (2013 年) から、あまり遅れることなく、本ミッションも打ち上げられることが望ましい。JAXA の小型衛星計画として実現するべき計画である。」

4.4.6 「小型 JASMINE」のシステム要求と仕様案

「小型 JASMINE」に対するミッション要求は、4.4.3 章で記述した通りであるが、そのミッション要求を満たすために必要な衛星システムに対する要求 (案）は以下の通りとなる。

(i) 主鏡口径が 30cm 級の光学望遠鏡により近赤外線帯域で撮像を行い、観測データを解析することにより、星の年周視差、固有運動等の必要な物理情報を求める。

(ii) 軌道は太陽同期軌道とし、運用期間は打ち上げ後 3 年とする。

表 4.6: 「小型 JASMINE」の仕様案

項目	**仕様**
主鏡口径	30 cm
光学系	Korsch 系
観測領域	図 4.18 に示す領域
観測波長	1.1 μm ∼ 1.7 μm　(Hw バンド)
観測等級	9 mag $<$ H_W $<$ 13 mag
軌道	高度 550 km、昇交点地方時 6 時の太陽同期軌道、RCS 搭載により軌道を補正する制御を行う。
運用期間	3 年程度
検出器	HgCdTe 赤外線 2 次元アレイ検出器、1.7 μm カット、10 μm、4 K × 4 K ピクセル
視野	0.6° × 0.6°

(iii) ミッション要求を実現するために、各サブシステムの仕様が適切に設定され、各サブシステムへの誤差配分が妥当であること。

衛星システムへの要求を実現する「小型 JASMINE」の仕様案は表 4.6 に示すとおりである。位置天文学の場合、星の最終的な位置決定精度に影響する誤差要因は、様々であり、影響項目の数は 10 以上になる。その各項目の誤差をすべて考慮したものが、最終的に目標精度に達成するものになっておれば良く、そのため項目毎の誤差配分値はユニークではない。従って、その誤差配分を満たすようなシステムに対する要求を実現する装置の仕様も一意ではないが、表はその実現案の一つである。もし、今後のシステム検討等で、ある項目の誤差配分値を満たせないことになった場合は、他の項目の誤差配分値を見直し、それに対応するサブシステムの仕様案を変更することで対処をしていく。なお、項目とそれに対する誤差配分値案としては次の通りである。光学系の回折 (480 mas)、撮像中の姿勢擾乱 (280 mas)、光学系波面収差 (110 mas)、読み出しノイズ (30 e^{-1})、暗電流 (57 e^-) および迷光 (25 e^-/s) 等を割り当てている。他に、星像中心推定のアルゴリズム、フレーム連結に伴う誤差、座標系固定精度、熱変形による像の変形などの要因とその誤差配分値も検討してある。望遠鏡構造の設計図と光学系光路図は図 4.19 に示す。

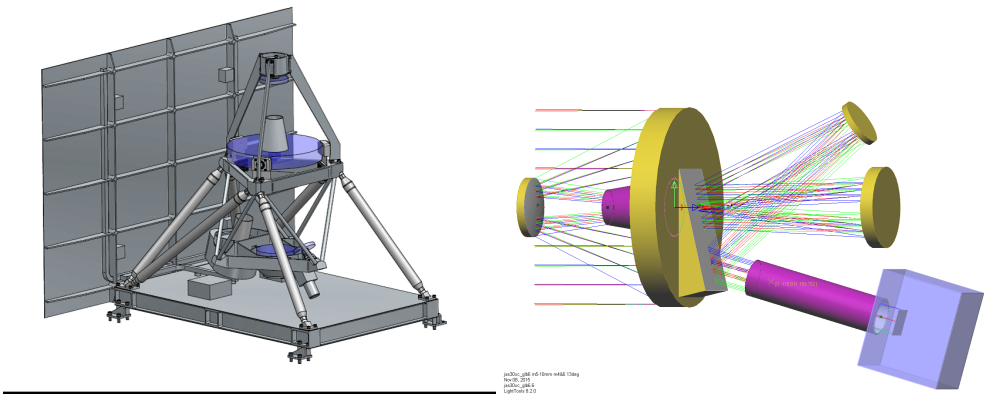


図 4.19: 「小型 JASMINE」の望遠鏡構造の設計図 (左図) と光学系光路図 (右図)。

4.4.7　「小型 JASMINE」の観測手段

「小型 JASMINE」では、図 4.18 に示す領域を、半視野を重ねながら貼り合わせられるように順次撮像してゆく、いわゆる step stair 方式で撮像を行なう。視野変更後は姿勢が安定するまで撮像が出来ないので、各視野を約 7 秒露出で 20 回程度撮像し、視野を変更する姿勢運用を行い、次の視野の撮像を行う。これを繰り返すことで、観測領域全体を地球周回の軌道半周回（約 50 分間）でカバーする。この運用を、春約 90 日、秋約 90 日、毎周回行う。冬は銀河系中心方向が太陽方向にあって観測できないこと、また夏は規定の軌道では衛星を銀河系中心方向に対する観測にふさわしい熱環境に保てないことから、夏および冬は銀河系中心方向以外の興味ある天体の観測に充てる。

4.4.8　「小型 JASMINE」のデータ解析方法

位置天文観測のデータ解析は、観測データに係る、考え得るすべての要素をモデル化し、星の運動パラメータ以外に、装置、衛星などの様々なパラメータを、最小二乗法で解く。単独星 (連星系を構成していない、惑星や重力レンズ効果の影響を受けていない星) の天球上の運動は、定められた元期の赤経・赤緯 α_0, δ_0、固有運動 μ_α, μ_δ、年周視差 π の 5 つのパラメータで書ける。これに、光学系に由来する PSF のモデル、検出器の応答、読み出しエレクトロニクスのノイズ源、迷光、撮像中の衛星姿勢のジッター、衛星の運動による光行差など様々な要因を全てモデルとして取り入れ、これらのモデルパラメータを最小二乗法で解くことになる。図 4.20 に示すような、生のデータにノイズや擾乱が加わってゆくプロセスを全てモデル化し、その逆問題として星の運動パラメータを解くことになる。ノイズに関する、隠されたパラメータの推定や最適モデルの構築については、統計数理研究所、慶応大学などの専門家の協力を得ながら進めている。また、最適モデルをソフトウエア的に見つけ出してゆくモデル駆動技術の適用に関しては、企業との共同研究で進めている。

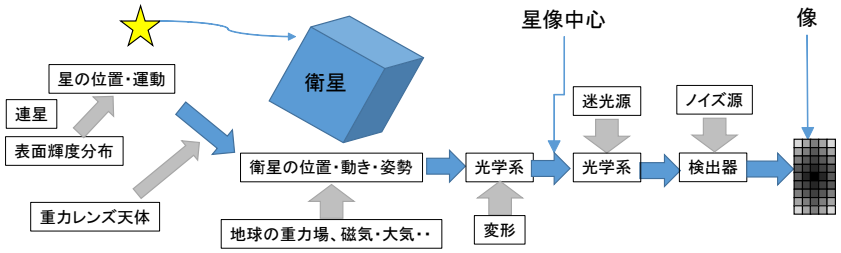


図 4.20: データ解析においてモデル化が必要な事項の全体像。

PSF 推定に関しては、同様な Step stair 観測で位置天文を実現している汎用宇宙望遠鏡である HST の実績がある。pixel 内での感度ムラや、PSF 形状の検出器上での場所依存性、PSF の経時変化などが十分な精度で推定可能であることを確認している。

撮像により得られた座標系を ICRF に貼り付けるためには、位置天文パラメータが既知の星を用いる。「Gaia」による観測が既に開始されていて、バルジより手前の星は「Gaia」でも高精度で多数観測される見込みである。最小二乗問題に、これらの星の位置天文パラメータが「Gaia」の観測と一致するという制約条件を入れることで、バルジの星の位置天文パラメータが ICRF に従うものに制約される。

4.4.9　「小型 JASMINE」の主要キー技術とその位置づけ

標準バスの機能要求案は小型科学衛星用に開発された標準バスの仕様を逸脱せず、ミッション機器についてもなるべく枯れた技術で構築するように工夫している。しかし、目標の測定精度の実現のためには慎重に開発を進めないといけない主要なキー技術として、次の 5 つが挙げられる。

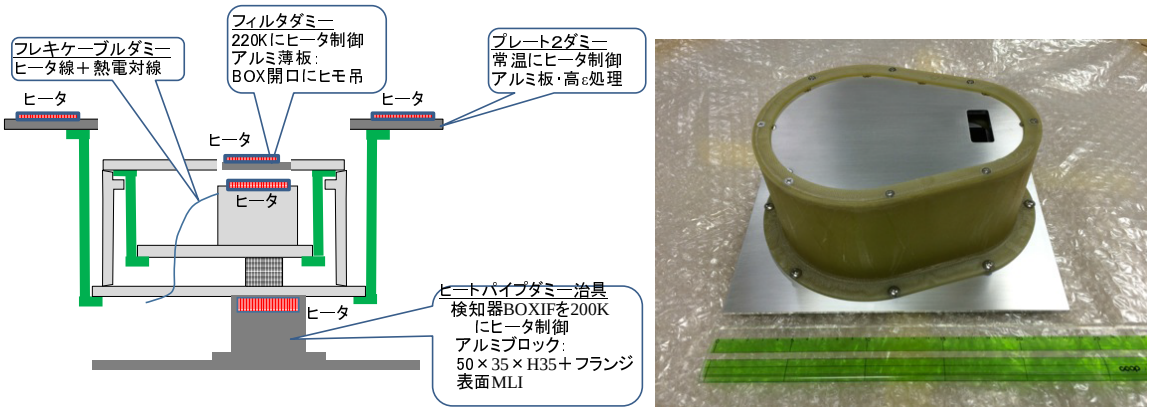


図 4.21: 「小型 JASMINE」の検出器ボックスダミーを用いた断熱試験 configuration(左図) および検出器ボックスダミー (右図)。

(i) 光学系の設計・製作
位置天文観測は、高精度に撮像された星の位置を推定しなければならないことから、光学系は収差が少ない、かつ広視野のものとして、Korsch 系をベースとした 3 枚鏡系とする。また設計光学系のメリットを生かすため、光学系の製作、調整においても高精度なアラインメントを実現するような調整方法を確立する。
(ii) 迷光対策
軌道半周回の観測期間を確保するため、太陽が 45° まで、地球が 23° まで望遠鏡指向方向に近づいても、星像の位置推定に影響がない程度に十分に迷光レベルを下げる必要がある。鏡筒表面を、半球反射率 1% 以下の素材で覆い、バッフルやフード形状も迷光の条件を満たすように設計する。
(iii) 熱制御
ダークノイズレベルの条件から検出器は 180 K 以下 (目標 170 K 以下) に抑えつつ、望遠鏡自身は組み立て調整を容易にするため 5°C で運用する設計とする。望遠鏡と検出器の約 100° の温度差を保ちつつ、観測運用中は望遠鏡を 0.2°、検出器は 0.7° の温度安定を実現する。
(iv) 構造・熱安定性
上記実現可能な温度安定の範囲で、像面での変形の時間変動を 10 nm/100 分 以下に抑えるように、望遠鏡の鏡筒には熱膨張率が低い素材を用い、 かつ鏡筒の変形が鏡の変形を誘起しないような締結部のストレスリリーフ構造を採用する。
(v) 構造・振動擾乱
撮像時間以下の短時間の擾乱を抑える設計をするとともに、振動擾乱の影響を後解析で除去するため、打ち上げ前に振動伝達パターンを測定する。

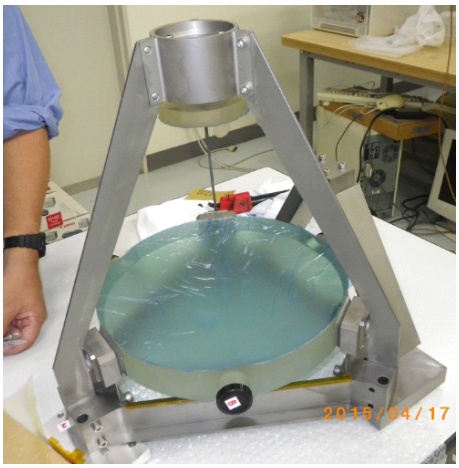


図 4.22: 望遠鏡部の熱安定性を検証するための試験用望遠鏡ダミー。想定される温度変化、温度非一様性を望遠鏡ダミーに与えた時に光学系の変形がどの程度であるかを干渉計を用いて測定する。

以上のキー技術は、他の光赤外スペース計画にとっても共通する技術要素である。「小型 JASMINE」で培われる上記の技術的ノウハウや経験は、他の光赤外のスペース計画の開発にとっても貢献できると位置づけられる。

4.4.10 「小型 JASMINE」の検討、開発の進捗状況

以上のキー技術は、JAXA 宇宙研の競争的資金である戦略的開発経費を獲得として検討を続けてきている。例えば、4.4.9 章に記述したキー技術の (iii) 熱制御に関する技術実証の進捗状況は次の通りである。望遠鏡は常温で、検出器は 170 K∼180 K の低温で運用するため、検出器周りの冷却方法やそのための熱収支とともに、検出器ボックスの断熱設計は重要なキー技術である。これを検証するため、ボックスダミーを作成して、対流による影響を避けるため真空下で試験を行っている。図 4.21 に、断熱試験の configuration と検出器ボックスダミーを示す。さらに、次の例として (iv) の構造・熱安定性の実証実験の進捗に関しては次の通りである。望遠鏡に想定される熱環境の下で、望遠鏡構造の変形が結像性能に影響を与えない程度に収まるような設計を行っているが、構造物が設計通りの性能を出すことを確認するための試験用の部分モデルを作成した (図 4.22)。この部分モデルは、特殊鋼メーカ 2 社に依頼し、極低熱膨張のスーパーインバーの開発を行い（スーパーインバー (Fe-Ni-Co) の組成を含有量を 0.1 %単位で調整し、熱膨張率が $0 \pm 5 \times 10^{-8}$/K といった画期的な特性を得ることに成功した)、この材料を用いたものである。熱変形の計測に用いる治工具もすべてゼロ膨張スーパーインバーを用いて製作し、計測は JAXA 構造・機構グループ (筑波) の協力を得て、除振機構を設けたゼロ膨張セラミック製定盤 (材質：NEXCERA) を、温度 0.1 ℃湿度 1 %で制御可能な恒温恒湿室内に設置し、その定盤上に供試体およびレーザ変位計を設置して行っている。

将来、ミッションに選定された場合の開発フェーズに対しても、具体的な開発・検証計画とリスク対策を十分に検討している。「小型 JASMINE」の多くのコンポーネントは BBM、EM、PFM の順に試作・テストするが、(i)∼(iv) のコンポーネントについては BBM の前に部分試作モデルを作り、問題点の洗い出し、対策を行う。具体的な複数候補の実現案のトレードオフも検討済みである。特に、最優先すべき (iii) と (iv) については、すでに BBM レベルの試験を開始しており、2015 年度からは (i) の光学調整の検討も開始した。

4.4.11 「Nano-JASMINE」の進捗状況と国際協力

「Nano-JASMINE」に関する目的、意義、仕様、期待される科学的成果等は 4.4.1 章で記述した通りであるが、「Nano-JASMINE」の検討・開発は、2003 年から衛星バス部に関しては東京大学工学系研究科・中須賀研究室が、ミッション部開発やデータ解析、科学的成果などの検討は国立天文台、京都大学等が主に担当し、共同で進めてきた。2010 年には衛星の打ち上げ実機 (フライトモデル) が完成している。現在は、東大工学部のクリーンルーム内で、衛星の機能維持やその確認のための試験を繰り返しながら、打ち上げを待っている。打ち上げはウクライナのサイクロン 4 ロケットを、ブラジルのアルカンタラ射場から打ち上げる予定であるが、ウクライナの政治情勢やブラジルの経済情勢の影響で遅れており、ESA の科学衛星のピギーバックとして 2017 年末頃に ESA が打ち上げる検討が進み出している。

衛星の運用に係るデータの送受信は、東京大学工学部 7 号館の屋上に設置した 3 m のパラボラアンテナで行う。一方、科学データは通信量が多く、3 m 程度のアンテナでは十分なデータが取得できない。「Nano-JASMINE」が国立天文台のプロジェクトであることから、国立天文台水沢 VLBI 観測所の 10 m アンテナで衛星のデータ受信を行う協力が可能となり、衛星運用に必要な整備を行っている。

データ解析は、「Gaia」のデータ解析チーム (DPAC) と共同で行っている。この国際協力については、2007 年に上海で行われた IAU シンポジウム “A Giant Step: From Milli- to Micro- Arcsecond Astrometry” の席上で「Gaia」チーム側から提案があり、2008 年には MOU を結び、相互訪問や国際学会の場を利用したミーティング等を重ねてきおり、継続中である。星像中心のデータから衛星姿勢と星の運動を同時推定するコア解析部分は「Gaia」の AGIS(Astrometric Global Iterative Solution) に「Nano-JASMINE」の仕様を入力することで適用可能であることは既に「Gaia」データ解析チームとの協力のもと確認できている。星像の画像データから星像中心位置を約 1/200 ピクセルの精度で導出する部分は日本チームの担当で、精度の検証を行ってきている。

データの公開に関しては、「Gaia」のデータ公開及び検証に関する研究課題の予算が採択され (EU-FP7)、そこに日本 (「Nano-JASMINE」のデータ解析責任者が所属する京都大学) も参画機関の一つとして参加している。この研究課題においては、「Nano-JASMINE」と「Gaia」の観測データをマージした合同のアーカイブ

を将来作成することを検討しているとともに、データの検証 (validation) に関しての共同研究も行っている。「Gaia」チームからは「Nano-JASMINE」のデータが「Gaia」データの validation にとっても大変重要であると認識され、「Nano-JASMINE」の実現が期待されているとともに、打ち上げ機会の模索に関しても「Gaia」チームの全面的サポートを得ている状況である。

4.4.12 「小型 JASMINE」の体制

国立天文台のプロジェクト室である JASMINE 検討室が中心となり検討を行っている。衛星開発経験者として技術開発を専門とする支援員も雇用している。さらにミッション検討に関しては、京都大学のメンバーがコアメンバーとなり、また科学的成果に関しては、国内 15 機関の多分野にわたる 25 名程度の研究者でサイエンスワーキンググループを構成して検討を行っている。衛星システムに関しては、JAXA 研究開発本部、宇宙研の工学の先生の協力を得て、節目では検討のレビューを頂いて、改善点などに関してアドバイスを頂いている。

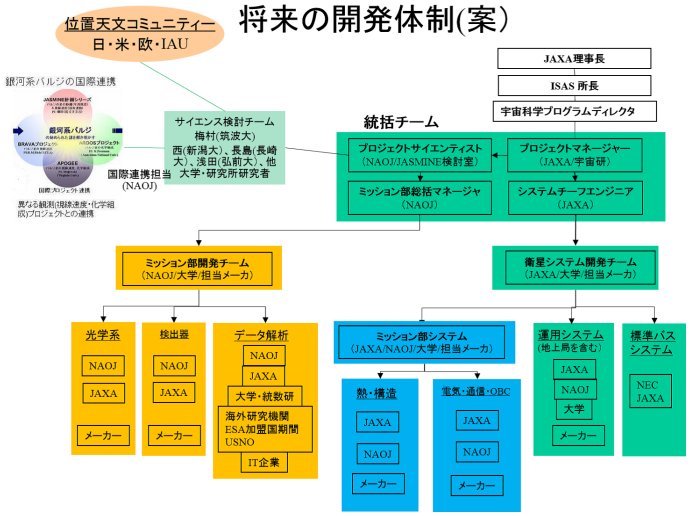


図 4.23: ミッションが採択された場合、その後の開発フェーズでの「小型 JASMINE」の組織案。

ミッション採択後は、宇宙研のもとに宇宙研の規定にも従って、図 4.23 のようなチームを編成する。各サブシステムのチームも編成し、チームリーダとメンバを配置する。ミッション部の技術開発として重要な熱・構造系、電気系、光学系は、企業の経験者等を国立天文台 JASMINE 検討室で特任専門員として雇用する予定である。宇宙研内の体制については、採択時期と他ミッションとの人員の関係を考慮しながら、適切な方にサポートをお願いする。データ解析に関しては、先行している「Nano-JASMINE」計画のデータ解析チームが引き続き担当するとともに、諸大学や統計数理研究所、「Gaia」データ解析チームや USNO の位置天文研究者グループとの連携も行うなどして体制強化を図る。マネージメント、システム、構造系、光学系、熱制御系、電気系、検出器・フィルタ、姿勢制御系、推進系、通信系、運用、解析・公開系、サイエンスの 13 の work package に分けて、WBS を作成して進捗を管理する。

4.4.13 準備状況と今後について

イプシロン搭載宇宙科学ミッション (従来の小型科学衛星) の公募 (2014 年 2 月締切) に対して既にミッション提案を行うことができた。最終候補には残らなかったが、明確な課題を与えられるとともに、一定の評価を得ている。その課題の解決の見込みもたってきており、次の公募に備えて準備を行ってきている。なお、2009 年度から今年度まで、主に宇宙研の競争的資金である戦略的開発経費により小型 JASMINE の技術的検討を行っている。科学的成果の検討は、科研費基盤 A(郷田代表) により、2011 年度より検討を行ってきた。

4.5　WISH

4.5.1　WISH 計画の目的と意義、位置づけ

WISH 計画は、銀河宇宙史の解明に残された最後のフロンティアである赤方偏移 $z = 8 - 15$ （宇宙年齢 3-8 億年）、とくに赤方偏移 $z = 10$ を越える初期宇宙の銀河を多数検出し、「初代銀河」というべき天体の形成過程を解明することを目指す野心的な計画である。2015 年度に行われた戦略的中型ミッション公募では選出されなかったが、今後、WISH 計画で以下に議論する科学目的の達成に向けて引き続き将来のミッション検討を進めることが期待される。

すばる望遠鏡など地上大型望遠鏡そしてハッブル宇宙望遠鏡などの活躍により、人類は「宇宙史の発見」とも称することもできる 130 億年にわたる宇宙における天体形成ならびに構造形成の過程を俯瞰的に観測することに成功してきた。宇宙年齢の実に 94 % を遡って天体構造の形成過程が解明されつつあることは現代科学のたいへん大きな成果といえる。そして、WISH が挑もうとするフロンティアは、宇宙再電離の完了時期を跨いでさらに初期の宇宙における、初代銀河と言うべき天体の形成と進化の解明である。宇宙再電離現象は、宇宙の熱史において、$z \sim 1000$ の中性化以降に生じた最大かつユニークな変化であり、宇宙で最初期の天体形成そのものの過程を反映していると考えられている。宇宙再電離は赤方偏移 $z = 6 - 7$ 付近ではほぼ完了したことが知られており、また、宇宙背景放射の偏光度から求まる自由電子の柱密度から、この電離の過程はおそらく $z = 10$ 以前に遡って始まっていたものと考えられている。最初期の宇宙で天体形成がどのように進んだのか、また、その結果、いつ、どのようにして宇宙の再電離が行われたのかを解明するためには、現在のフロンティアを超えて、少なくとも $z = 15$ 付近まで天体の観測を行うことが必要である。WISH 計画では、まさにこのような初代銀河の研究をその主たる目的としている。赤方偏移 $z = 8$ より初期の宇宙の銀河については、水素ライマン α 線 (波長約 0.1216μm) 以下の紫外線放射は銀河間の中性水素ガスによる吸収のため、ほぼすべて吸収され てしまう。このような初期の宇宙における天体からの赤方偏移した放射をとらえてその性質を解明するためには、波長 1-5μm の近赤外線波長域の観測が必要不可欠である。ところが、この波長帯においては、地上からの観測は地球大気の夜光および熱雑音によって、著しい感度の低下を被る。また、初代銀河は数密度の点で非常に希少な天体であり、とくに赤方偏移 $z = 10$ を越える天体の探査には広視野での観測が必須である。

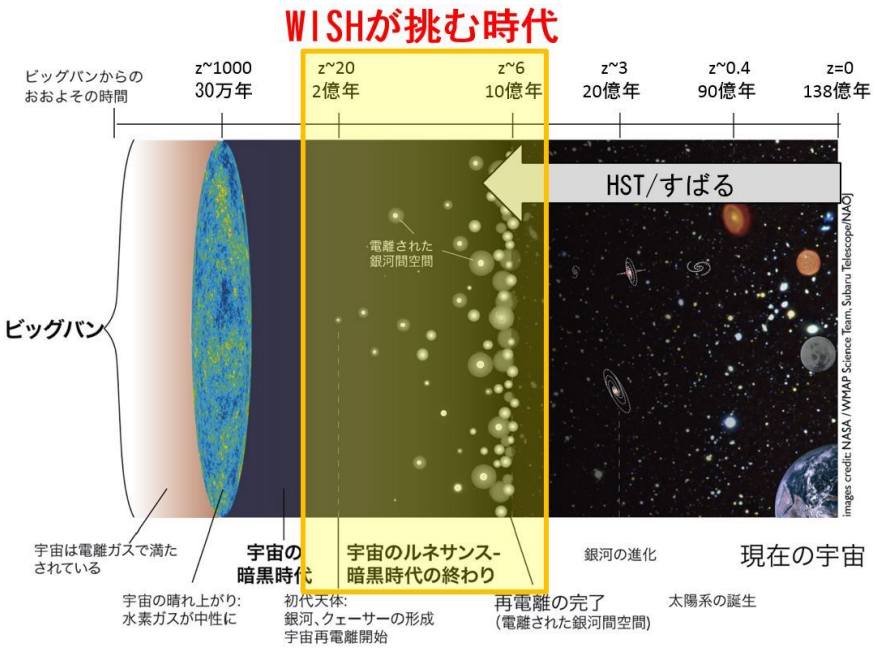


図 4.24: WISH 計画

そこで、適切に冷却した衛星によるスペースからの観測を実現し、地上からでは達成が困難な高感度を得ることによって、ユニークかつ大きな成果を上げることができる。さらに、視野 30 分角という広視野観測機能により、これまでにないサーベイパワーを達成し、これによって初期宇宙における広範な探査観測を実現できる。

[**これまでの日本の天文学の成果との関係**]

すばる望遠鏡はその大集光力と他の大型望遠鏡にないユニークな広視野観測能力によって初期宇宙の天体観測研究において世界をリードする成果をあげてきた。現在でも赤方偏移 $z \sim 7$ の Lyα 輝線銀河をはじめ、赤方偏移が確認された最も遠方にある銀河の多くは、すばる望遠鏡により検出されたものである。WISH は、冷却スペース望遠鏡によってはじめて達成される近赤外線での高感度と、すばる同様ユニークな広視野観測能力を併せ持つことにより、日本の光赤外天文学がすばる望遠鏡で挙げてきた大きな成果をさらに時代を遡り初代銀河の形成期まで着実に拡大しようとするものである。また、スペース近赤外線観測としては「あかり」による系統的な観測が行われてきた。WISH 計画は、より大口径の近赤外線広視野に特化した計画として「あかり」の成果も大きく発展させるものでもある。

[**国際的位置付け**]

2020 年代中盤にかけては、国際的にも、次期の光赤外大型装置が本格稼働する時期に当たる。とくに、スペース観測では JWST 望遠鏡が 2018 年打上予定で少なくとも 5 年の観測期間での運用が見込まれ、これによって光赤外観測天文学は検出感度、解像度、近・中間赤外線という点で革新的な段階に進むだろう。一方、地上では、2020 年代前半の完成を目標に超大型望遠鏡 (ELT) 少なくとも 3 台の建設が始まりつつあり、TMT, GMT, E-ELT が 2020 年代初頭に稼働し、大集光力、大口径、補償光学などを活かした、これも革新的な高感度観測と詳細観測が実現する。最先端観測装置としての ELT の稼働期間は、少なくとも 2020-2040 年の期間までは続くだろう。一方、とくに暗黒エネルギーの解明など精密宇宙論の分野を中心に広視野での大規模なサーベイ観測を実現する計画が推進または検討されている。日本では、すばる望遠鏡の可視光超広視野撮像装置 HSC、2018 年にも稼働が期待される超広視野分光装置 PFS 計画があり、2020 年代初頭までには一定の成果を挙げることが期待されている。米国では、有効口径 6.5m に相当し非常に広い視野で南半球でのサーベイ観測を実現する LSST 計画が始まっており 2020 年代前半に本格稼働が見込まれる。また、欧州では、スペース計画としてとくに弱い重力レンズ効果と銀河クラスタリングを用いて精密宇宙論を行うことに特化し、15000 平方度の撮像・分光観測を行う Euclid 衛星計画が進んでおり、2020-2021 年に打上が予定されている。さらに米国では、2025 年頃の打上を目指す WFIRST 計画がある。これらの計画は、宇宙論研究を科学目的の柱として最適化されたものであるが、一方、広視野深宇宙探査という観点でもこれまでにない巨大なデータを供給することになる。

これらの計画の中にあって、WISH 計画は、波長 1-5μm、とくに 2μm より長い波長で広視野スペース観測を実現する点でユニークであり、上記の全ての計画と相補的でありかつ親和的な計画を目指すものである。Hubble 宇宙望遠鏡と Spitzer 宇宙望遠鏡はともに数分角の視野を持つが、これらは波長 2μm 以下と以上で非常に相乗的な成果を挙げている。2020 年代には、Euclid/WFIRST/Subaru/LSST と WISH が同様なシナジーを発揮することを期待している。WISH が主目的とする $z = 8 - 15$ の銀河探査では、まさに WISH こそが最適化された計画ということができ、$z = 10$ を超える天体の探査や天体物理観測に非常にユニークな能力を持つことになる。また、WISH の特筆すべき能力として、広視野でユニークなターゲットを JWST や ELT の詳細研究に供することも挙げられる。JWST/ELT の分光感度に匹敵する撮像感度での観測を行うことで大きな相乗効果が期待できる。

[**これまでにない近赤外線広視野深宇宙観測**]

強調すべきこととして、WISH はとくに 2μm より長波長でこれまでにない広視野の非常に深いサーベイ観測を行うことができる。米国 JWST 衛星の近赤外線装置はやはり 5μm までの超高感度観測を実現するが視野は数分角に限られる。WISH 計画が実現すれば、2μm より長波長帯での広視野のサーベイを行う望遠鏡として 2020 年代の計画の中で唯一無二の存在となる。また、初代銀河の研究のためには多数回露出による深い観測を実施するため、同時に変光天体の観測も重要な科学目的となる。初代星超新星の検出や高赤方偏移の高光度超新星などの検出も 2020 年代の重要な課題である。特に、Ia 型超新星を用いた精密宇宙論研究において、WISH はその波長帯域により、これまでにない観測研究を行うことができる。

フィルター	中心波長 λ_0	半値全幅 $\Delta\lambda$	ピーク比 50% 波長	$R = \lambda_0/\Delta\lambda$	
	μm	μm	μm		
F104	1.040	0.280	0.900	1.180	3.714
F136	1.360	0.360	1.180	1.540	3.778
F178	1.774	0.470	1.540	2.010	3.777
F232	2.320	0.620	2.010	2.630	3.742
F303	3.030	0.800	2.630	3.430	3.788
F397	3.965	1.070	3.430	4.500	3.706

表 4.7: WISH 広帯域フィルター基本案

	探査面積	5σ 限界等級	使用フィルター
	$\deg^2$	AB 等級	
UDS (Ultra Deep Survey)	100	28	F104,F136,F178,F232,F303
	27	F397	
UWS (Ultra Wide Survey)	1000	25	F104,F136,F178
	24.6	F232,F303, F397	
ExS (Extreme Survey)	0.24	29.4	F104,F136,F178,F232,F303,F397

表 4.8: WISH サーベイ基本計画

4.5.2　WISH の目指すサイエンス

WISH サーベイデザイン

WISH は広視野新宇宙赤外線撮像サーベイに特化した計画である。ここでは、まず WISH のサーベイデザインについてまとめる。まず、基本フィルタ案を述べ、これを用いて行う Ultra Deep Survey, Utra Wide Survey,

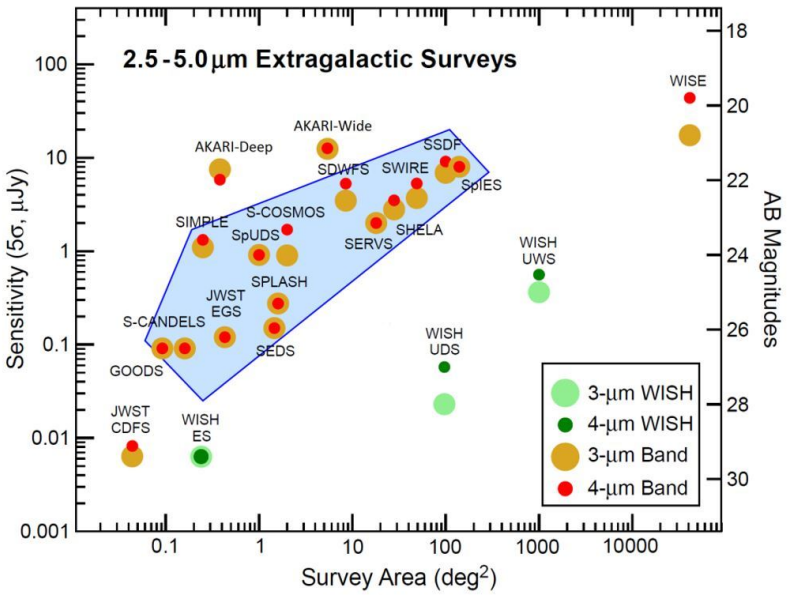


図 4.25: WISH サーベイ案とこれまでの近赤外深宇宙サーベイとの比較

Wxtreme Survey について記述する。WISH 広帯域フィルター基本案は、多波長測光値を用いた遠方銀河の検

出に最適化された 6 枚のフィルターから成る（表 4.7）。ほぼ一定の波長分解能 R で、波長 0.9—4.5μm を隙間なくカバーする。また、従来の地上観測との比較や測光校正の利便性を考慮し、地上観測で用いられてきたフィルターの波長範囲とできるだけ近い構成とする。

WISH サーベイ計画基本案は、WISH UDS (Ultra-Deep Survey)、WISH UWS (Ultra-Wide Survey)、WISH ExS (Extreme Survey) からなる（表 4.8）。 UDS は、波長 1—5μm 帯で 28 等 AB（5σ）、100 平方度の探査を行なう WISH ミッションの基幹的探査である。$z = 8$—15 の初代銀河を発見しその光度関数を精度良く測定する他、広い波長帯域で初代銀河の SED を測定し、その物理的諸性質も明らかにする。同一視野を多数回（波長により異なる）観測して目標の限界等級に到達するが、それを適切な時間間隔で実施することで Ia 型超新星の検出も行ない、それによる宇宙の膨張則とダークエネルギーの測定も行なう。なお、最長波長の F397 フィルターでは比較的大きな自然背景光雑音の影響で感度が悪くなると予想されるが、一方で F397 フィルターは、短波長のフィルターで検出された天体の同定や SED 測定に主として用いられるため多少浅い検出限界で適応しうる。そこで、限界等級を 27 等 AB（5σ）と規定している。探査天域は、黄道光による背景雑音が最小となる黄極付近を中心（80% 程度）とし、すばる望遠鏡 HSC 戦略観測など可視光多波長資産のある天域（天の赤道付近）を 20% とする基本案を検討している。これに対して、UWS は、WISH の広視野を活かし、1000 平方度の超広視野探査を 25 から 24.6 等 AB（5σ）の深さで行なう。これにより、明るいが非常に数密度が低い天体を発見することができる。主要な科学目的として、$z > 8$ の最遠方クェーサー検出による巨大ブラックホール形成メカニズムの解明が挙げられる。UDS とともに、深さと広さの観点で、3-4μm 帯で極めてユニークな探査となり、幅広い天文学に寄与する。最後に、ExS は、1 視野のみを限界まで深く観測する探査である。JWST で可能な広視野探査と同程度の深さ 29.4 等 AB （5σ）で、10 倍程度の広さの探査となる。WISH と JWST でフィルターセットが異なる場合、UDS で測定する初代銀河の光度関数の明るい側と JWST で測定する暗い側を接続する際のキャリブレーションという目的も重要となる。

初代銀河

深宇宙探査画像から遠方銀河を検出する標準的な手法として、ライマンブレイク法がある。図 4.26 は、$z = 9$, 12, 15 の銀河の予想スペクトルと WISH 広帯域フィルターセット案を示している。WISH 広帯域フィルタを組み合わせることにより、z=7 付近から 18 付近に至る幅広い赤方偏移範囲の銀河をサンプルすることができる。なお、銀河系内の暗い褐色矮星の混入は最長波長 F397 の測光により取り除くことができる。

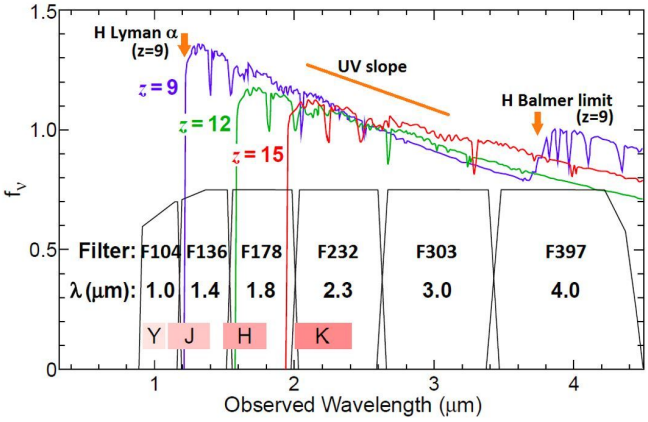


図 4.26: 赤方偏移 $z = 9, 12, 15$ の星形成銀河の予想スペクトル

WISH ミッションの最も重要な目的は、宇宙再電離期をまたぐ $z = 8 - 15$ の銀河の光度関数を測定することである。銀河の光度関数は Schechter 関数の典型的光度 M_*、数密度規格化定数 Φ_*、暗い銀河のベキ指数 α という 3 つのパラメータで表されるが、HST を用いた $z \sim 10$ までの深宇宙探査を総合した結果からは、おお

むね高赤方偏移ほど Φ_* は小さく、M_* はあまり変化しない「Φ_* 進化」が支持される結果が得られている。ただし不定性も大きく、現時点で「Φ_* 進化」と「M_* 進化」のいずれかに結論するのは早計と言え、さらに初期の宇宙までこれを決定するのがまさに WISH ミッションの目的である。図 4.27 に、光度関数進化の 2 つの予想例と、28 等を検出感度とする WISH UDS および JWST で想定される探査の $z \sim 14$ での探査体積と限界等級を示した。これら逆 L 字型の左上領域が LBG を検出できる目安となる。JWST は非常に深い検出限界まで到達できるため、光度関数の暗い側の LBG を検出できるが、探査面積を稼ぐことができず、数密度の少ない明るい側の LBG を検出することは難しい。一方、WISH は JWST より浅い検出限界ではあるが、圧倒的に広い探査面積を活かし、$z \sim 14$ の明るい LBG を検出することができる。したがって、JWST と WISH を合わせて初めて初代銀河の光度関数の全貌を明らかにすることができる。

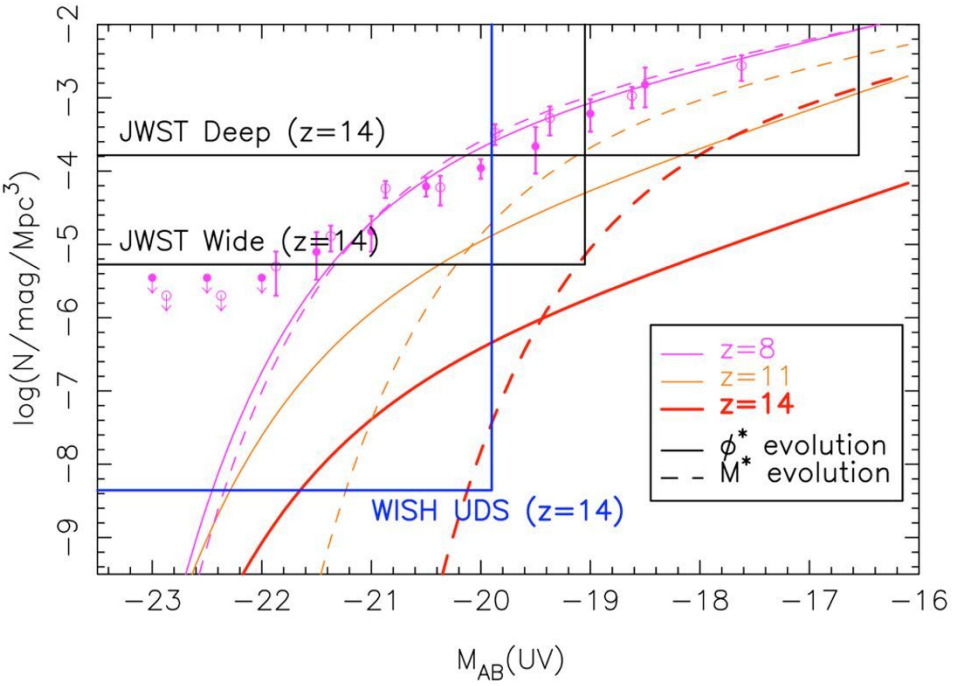


図 4.27: WISH が解明する初代銀河光度関数

表 4.9 は、WISH UDS による LBG の検出期待個数を示す。この評価には、探査の限界等級に応じた統計誤差のシミュレーションにもとづくライマンブレイク法の選択効率を考慮した。$z \sim 9$ の銀河は 20-30 万個、$z > 10$ の銀河は約 1 万個という圧倒的な数となる。最古・最遠方である $z = 15$ 付近の検出期待個数は約 100 個である。上に述べたように、$z > 10$ における光度関数は現時点で未知である。採用する進化モデルにより、$z \sim 14$ の銀河の期待個数は、1 個-1000 個と大きな違いが生じうるが、典型値である期待個数（100 個）を十分な精度（統計誤差 10%）で見極めるためには、まさに WISH UDS のような 100 平方度の探査が必須であり、28 等の検出限界、高感度を達成しうる黄道光背景雑音が最小となる黄極を中心とする天域の観測が必須である。

WISH ミッションは、$z = 8 - 15$ の銀河を単に発見するだけに止まらず、その物理的諸性質の導出による初代銀河の天体物理学をも目的とする。たとえば、HST のデータだけでは銀河の総星質量などを決めることができない。波長 2μm 以上のデータを加えて初めて、紫外線スペクトル勾配 β（$F_\lambda \sim \lambda^\beta$）と水素バルマーブレイクを測定することができる。$\beta$ は、銀河の星種族、星形成継続時間、星間塵減光等の情報を含んでおり、天体物理学的重要性がある。この振る舞いを調べることにより、初代銀河の星形成活動や塵粒子生成についての貴重な情報が得られる。また、重元素量の極端に少ない始原的な星種族の場合、$\beta < -3$ になると予想されている。初代銀河に含まれる重元素は初代星に起源を持つと考えられ、β の測定により、初代星による重元素汚染の様子にまで研究を進めることができる。また、水素バルマーブレイクは、年齢 1 億年以上で総星質量の主

モデル	F104 Dropout ($8 < z < 10$)	F136 Dropout ($10 < z < 14$)	F178 Dropout ($14 < z < 18$)	Reference
φ*進化モデル 1	246,940	30,647	1,843	Bouwens et al. 2015
M*進化モデル 1	370,190	8,188	3.8	Ishigaki 2015
流体計算モデル	142,560	3,016	2.3	Shimizu et al.
準解析的モデル	94,414	5,138	59	Kobayashi et al.
φ*進化モデル 2	233,170	8,561	107	IShigaki 2015
M*進化モデル 2	304,880	16,104	69	Iwata 2015

表 4.9: WISHUDS による初期宇宙銀河検出期待数

要な担い手となる小質量星からの寄与の有無で生じ、その測定から星形成継続時間や総星質量への強い制限を得ることができる。ダークマターハロー中で銀河が形成し進化すると考えると、ダークマター質量当たりの星形成効率の時間進化の有無は、銀河形成進化論において本質的な重要性を持つ。WISH では、質量集積の進むダークマターハロー中でバリオンがどのように進化し、どのように星形成が進展してきたかを $z \sim 10$ まで追うことができる。

WISH ミッションが UDS で目指す 28 等 AB という検出限界は、TMT 等の地上 30m 級望遠鏡や JWST によるフォローアップ分光の感度限界と非常に良くつり合うことは特筆に値する。例えば、直径 0.2 秒角の開口、波長分解能 R=400、10 時間の積分で到達する TMT の近赤外線分光限界は、28 等 AB (3σ) である。また、WISH で検出できる 28 等 AB より明るい $z > 7$ の銀河の持つ酸素輝線は、JWST により高い S/N で分光検出することができる。このようなフォローアップ分光により、初代銀河の物理的諸性質をさらに良く理解することができる。一方、JWST がその深宇宙探査で検出する > 30 等 AB の天体は、近い将来の分光装置では感度的に検出不可能である。JWST 運用期間の延長の可能性を考慮し、シナジーを高めるためにも、WISH のできるだけ早期の実現が望ましい。また、WISH で検出できる LBG は、その時代で最も明るい銀河、最もハロー質量の大きな銀河であると考えられ、強くクラスタリングしていることが予想される。再電離期のそのような銀河の密集領域では、銀河からの紫外線により大きな電離バブルが形成される。2020 年代に稼働する電波望遠鏡（LOFAR、SKA）による中性水素 21cm 空間分布と、WISH による LBG 空間分布の相互相関解析を実施することで、実際に LBG が電離光源かどうか検証することができる。

初代星それ自体（~ 40 等 AB）を直接観測することは 2020 年代の観測装置でも不可能であるが、そのガンマ線バースト（GRB）や超新星爆発は十分な明るさを持つ可能性がある。例えば、~ 200 太陽質量の初代星は対不安定超新星爆発を起こし、それは赤方偏移により波長 1-5μm で明るく観測されることが予想されている。また、GRB が $z = 20$ で生じた場合、バースト後 15 分で 23 等程度の残光光度が予想される。また、初代星超新星とは異なるカテゴリに属するが、爆発と星周物質との相互作用などで明るくなると考えられている高光度超新星爆発も $z > 10$ でも検出できる。WISH では Euclid と WFIRST での期待個数を大きく超え 10 個程度検出できると期待される。これら大質量星起源の超新星爆発の発生率を測定することは、初期宇宙の星形成率の推定とともに、恒星初期質量関数の測定にもつながる。これは初代星形成理論への強い制限となり、非常に重要である。

Ia 型超新星

遠方 Ia 型超新星による距離の測定は、宇宙が永遠に膨張し続けるという事実だけではなく、宇宙が加速膨脹しているという驚きの発見をもたらした。2020 年代以降には地上、スペースの両方からさらに大規模な探査による精密測定が計画されている。WISH による広視野深宇宙探査により、この宇宙膨張史の精密観測にも挑みたい。

距離測定に Ia 型超新星を使うためには静止系で約 60 日間に渡ってその光度曲線を少なくとも 3 つのフィルターバンドで観測する必要がある。これは、$z = 1$ では、観測者系で 120 日、$z = 2$ で 180 日にあたる。Ia 型

超新星は、爆発から約 15 日（静止系）かけて最大光度になり、約 60 日後までに最大光度に比べ約 2 等級暗くなる。探査の最適化は、この光度曲線を正確に推定できるよう十分な数の観測点のサンプリングと測光精度を保ちつつ、より多くの超新星を発見、追尾できるように、できるだけ広範囲を探査するという要求を同時に満たす必要がある。初代銀河検出を主目的として立案された UDS は、高赤方偏移の Ia 型超新星の探査にも大きな成果を期待できるものである。UDS では目的の検出限界に達するため、同一領域を繰り返し観測する。Ia 型超新星探査について、初代銀河探査を主目的とする UDS の黄極方向の約 80 平方度を探査領域とし、各視野を 7 から 14 日毎に（フィルタ別に最適化する）最長 240 日／年の期間内に繰り返し観測するというシミュレーションを行った。その結果、これを 5 年間実行すれば、約 7000 個の $z > 1$ 超新星を検出することができると試算している。特に、$1.7 < z < 2.4$ は、他の計画では及ばない赤方偏移であり、WISH ミッションによる Ia 型超新星探査を他の追随を許さないユニークなものにすることが可能である。WISH による Ia 型超新星観測によって距離は、系統誤差、赤方偏移誤差を勘案しても、$z = 1.5$ では 0.8% の精度で求めることができる。これは、WFIRST の超新星観測と比肩するレベルである。さらに、WFIRST では観測できない、$1.8 < z < 2.5$ の範囲では $0.9 - 1.5\%$ の精度で求めることができ、極めて重要な貢献となる。

銀河進化

銀河形成史を解明する上で、銀河系の 100 分の 1 程度（10^9 太陽質量）の星質量を持つ矮小銀河（ビルディング・ブロック）から現在の成熟した銀河まで、いつどのように質量を集積してきたかを知ることは必須である。この目的には、銀河の星質量を比較的忠実に反映している銀河静止系可視光（〜0.5μm）での測光観測が必要であるが、$z > 4$ では地上観測では圧倒的に不利な波長 2μm 以上での観測が要求される。そこに WISH によるスペースからの波長 5μm までの深い撮像観測の価値がある。WISH で検出可能な銀河の星質量を評価すると、$z = 8$ に至るまでビルディング・ブロック規模の銀河を捕えるには、UDS の深さがちょうど適当であることがわかる。UDS の 100 平方度の探査領域は、現在のかみのけ座銀河団のような大質量銀河団の祖先が、各赤方偏移に 100 個程度入る体積に相当しており定量的な解析に十分である。以上により、WISH は星形成と合体という 2 つの過程を切り分け、さらに形態と環境との関係に注目しながら、銀河の星質量成長の全貌を太古の構成単位天体から現在の成熟した銀河まで一貫して明らかにすることができる。

広視野赤外線探査の天文学一般への波及効果

主たる科学目的である初代銀河の研究のために WISH が行なう波長 1-5μm 帯でのこれまでにない超広視野深宇宙探査データを用いて、他にも多くの研究を行うことが可能である。特に 3-4μm 帯の超広視野深探査は非常にユニークな探査パラメータとなっている。実際、地上観測や多波長観測と連携することによる相乗効果は非常に大きいだろう。日本では、2020 年までにすばる望遠鏡 HSC による広域観測が行われるが、とりわけ WISH-UDS と深さとして対応しうる HSC 戦略枠 DEEP 観測領域（COSMOS, SXDS/UDS 領域など天の赤道で 21 平方度、ELAIS N1 天域 7 平方度）を共通の観測領域とする利点は非常に大きい。黄極に比べて背景光輝度は最悪 3 倍程度高くなり検出限界が最大 0.5 等程度浅くなることが予想されるが、WISH-UDS の一部の観測時間（20%）を資産が最も大きい多波長深宇宙探査領域にあてることは大きな意義がある。さらに、初代銀河研究のためのミッション要求で規定される WISH の広視野赤外線観測能力は、潜在的には、多種多様な課題に応用が可能である。たとえば、JASMINE 計画でも検討されている銀河系バルジの位置天文学や、太陽系天体の水氷探査なども重要な課題である。地球の海の起源において彗星や小惑星等に含まれる水が重要な役割を果たしたとする仮説の検証には太陽系小天体の含水率を測定する必要があるが、WISH では、水氷の 3μm 帯の強い吸収を利用した含水率測定が可能であり、直径 300 km 程度の小型天体に対しても数 AU 付近まで観測できる。このような探査は、対象天体のサイズおよび期待されるサンプル数の観点で、全く前例の無い極めてユニークで大規模なものである。

主要項目	主要諸元	備考
全体		
打ち上げ時期	2020 年代以降	
ミッションライフ	５年以上	
打ち上げロケット	H-IIA を想定	
フェアリング	4/4D-LC 下段対応	
衛星外形寸法	φ 3.3m x 5.2m	収納時突起部（恒星センサ）を含む
質量 打上時 (WET)	1.4t	
軌道	S-E L2 ハロー軌道	
消費電力	最大 1.2 kW	SAP 発生電力 1.6kW (BOL) 1.4kW (EOL)
冷却	受動冷却（機械式冷凍機搭載なし）	
ミッション部		
主鏡	φ 1.5m ellipsoidal	
副鏡	φ 0.28m hyperboloid	
第３鏡	φ 0.41m ellipsoidal	
斜鏡	コールドストップ位置を兼用	
視野	φ 0.2-0.7 度角 波長 1-5 μ m で回折限界	
焦点面スケール	0.155 秒角／ 18 μ m(pixel)	
その他	斜鏡直進光を用いたオプション分光器	
	（国際協力）	
焦点面検出器	HgCdTe 検出器 2048 x 2048 pix	
	32 個 (134Mpix) 波長 0.9-5.3 μ m 対応	
ピクセルサイズ	1pixel=18 μ m を想定	
フィルタ交換機構	フリップ式交換機構	
フィルタ数	11 filters + Cold Shutter	
検出器駆動温度	40K	
バス部		
太陽電池パドル	衛星固定 2 翼	1.6kW (BOL) 1.4kW (EOL)
サンシールド	アルミパネル+ MLI 30/30 層	SPICA 検討ヘリテージ
姿勢軌道制御系	STT-IRU ストラップダウン型姿勢決定系	
	RW 高精度姿勢制御系	
	（トルクバランス型）	
推進系	一液触媒式ブローダウン方式	
	推薬量 162kg 以上	φ 504mm タンク 4 個
	スラスタ構成 3N8 台 23N4 台	
通信系	X-band (データ通信 16Mbps 要請)	
	S-band （衛星テレメトリ）	
BUS 内データ速度	50Mbps 以下 (Space Wire 使用)	
データレコーダ	48GB x 2 Ka-band (32Mbps) も検討	

表 4.10: WISH 衛星の基本仕様案

4.5.3 WISH システム概要

WISH 衛星システムは、ミッションペイロード部、サンシールド、そして太陽電池パネルを含む衛星バスシステムから構成される。ミッション部は、口径 1.5m の主鏡、および、副鏡、斜鏡、第３鏡からなる光学系と焦点面検出器、フィルタ交換機構、そしてこれらを支える構造体からなるシンプルな構成である。波長 0.9-5μm の近赤外線での高感度観測を実現するため、ミッション部は構造体からの熱放射雑音および検出器雑音が自然背景光雑音を下回るよう適切に冷却される必要がある。擾乱回避、低寿命回避のため、機械式冷凍機は搭載せず、放射冷却による冷却を行う。衛星バス部は電源、姿勢制御、信号処理、通信、２次推進のサブシステムか

らなり、最大限、すでに確立している既存の技術を用いてこれを実現する。最適な熱環境を得るため、軌道は太陽－地球ラグランジュ 2 点 (SE-L2) ハロー軌道を基本案として採用している。ミッションライフタイムは、宇宙線による検出器の劣化、バッテリなど機器の寿命から、正味 5 年の観測時間を基本としている。

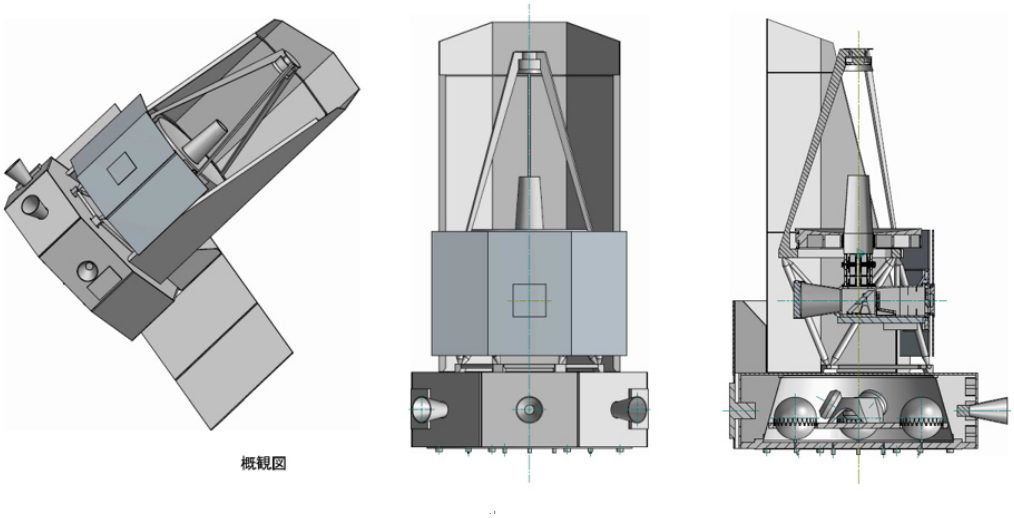


図 4.28: WISH 衛星外観図

4.5.4　WISH 広視野撮像システム

図 4.29 に、WISH ミッション部の光学レイアウト基本案 (Yamada et al. 2010) を示した。これは、有効口径 1.5m 主鏡（ellipsoidal)、副鏡 (hyperboloid φ 280mm)、斜鏡、および第 3 鏡（ellipsoidal φ 410mm）の 3 枚鏡からなる光学システムである。これにより、1000 平方分角を超える広視野において波長 1-5μm で、ほぼ回折限界の星像を達成する。主鏡が瞳となっており、実寸として最小となり製作性を高めている。斜鏡にあいた穴付近に cold stop を設置することができ、余分な熱放射が焦点面に届くのを防ぐ働きも担う。

望遠鏡システムと組み合わされ、広視野撮像観測を実現するためのコンポネントが、フィルタ交換機構と焦点面検出器部である。これらを合わせて、WISH 広視野撮像システムと呼ぶ。フィルタ交換機構は、多色での撮像観測を目的に応じて効率よく行い、また、科学目的に特化したフィルタを切り替えて運用する上で必須の機構である。WISH 衛星では、検出器ブロックごとのユニットに分かれたフリップ式フィルタ交換機構を採用

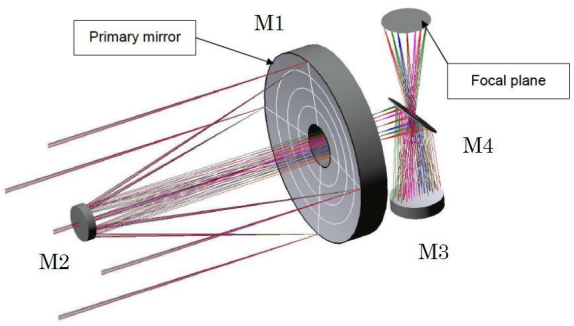


図 4.29: WISH 光学レイアウト基本案

している。広視野をカバーすると同時に 80K 低温での安定した耐久性の高い駆動を実現する仕組みであり、また、冗長性の面でも利点がある。

焦点面検出器として、2k x 2k 検出器を 32 個焦点面に配置する。宇宙で使用可能な波長 5μm まで高い感度を持つ赤外線焦点面アレイには、JWST にも使用予定の Teledyne 社製 HAWAII-2RG 検出器を採用する。80%以上の量子効率が得られ、読み出し雑音は 15e- 以下（CDS の場合)、暗電流中央値 0.05e- 以下（60K 以下)、full well 65000e- 以上の性能を持つ。検出器に関しては事実上一社供給である。検出器クロック生成、データの読み出しおよび A/D 変換を行う非常にコンパクトな SIDECAR ASIC と呼ばれるエレクトロニクス・システムを用いるが、こちらも低温・宇宙用品化が達成されている。SIDECAR ASIC は検出器チップとともに焦点面近くに配置される。

焦点面検出器配置コンフィギュレーションの検討の前提としてフィルタ機構の概念について、固定式／交換式の検討、さらには交換式の場合のホイール式、スライド式、フリップ式の概念を検討した。ホイール式は重量・サイズ的に、スライド式は低温での潤滑の問題があり、成立性の見込めるフリップ式の交換機構を基本案とした。最終焦点面における検出器の配置は、フィルタ位置におけるフィルタ配置の制約により決定される。焦点面の構成として、上記 2k x 2k 検出器 8 個からなる一組を 1 グループとし、これに対応して、各グループのフリップ式フィルタ交換機構を配置する。交換機構は、それぞれ 4 枚のフィルタを使用することができるユニットを 3 段に組み合わせ、検出器あたり 12 枚のフィルタを交換して使用することができる。ただし、1 スロットはコールドシャッタが配置される。

4.5.5 WISH 望遠鏡システム

WISH 望遠鏡システムは、超低熱膨張ガラス製 1.5m 主鏡とその他光学素子を支える CFRP（炭素繊維強化プラスチック）を基本部材としたトラス構造である。主鏡は、冷却荷重・打上荷重に適切に対応する主鏡保持機構により支持される。主鏡を支持するフレームはメイントラスによりバス部上面から支持され、同時に フレームに配置されるストラットにより光学ベンチ部をつり下げる形で支持する。第 3 鏡、斜鏡、焦点面パネル（検出器を配置）は光学ベンチ上に配置され、検出器用ラジエータ、ASIC/光学ベンチ用ラジエータは光学ベンチから支持される。光学ベンチ上の光学素子を覆うように副鏡筒が配置され、フィルタ交換機構は副鏡筒上に配置される。

100K に冷却する 1.5m 主鏡を安定に保持することが WISH 開発の最も重要な課題である。このため、主鏡の概念設計をすすめると同時に、これを保持する主鏡保持機構の検討を行った。主鏡保持機構の概念検討に当たっては側面支持、裏面支持、また、接着方式およびクランプ方式など複数の案を検討した。地上での試験の利便性、過去の衛星 (ISO 衛星) の実績などから、側面支持方式を採用し、また冷却に伴う熱荷重に対する成立性からクランプ式を採用するに至った。この方式では、主鏡側面には強度保持のため表面を研磨した円柱状の「テノン」構造を削りだし製作する。保持機構は、これに金のフォイル、鉄製の熱変形補償リングを挟んで、INVAR 製の外部リングでクランプにより適切な強度で締め付ける構造である。金フォイルは特に主鏡硝子材の表面の微小な幾何学的不完全性に対して、圧縮ストレスを均一化させる働きを持つ。熱変形補償リングは、内側および外側から交互に切れ目が入っており冷却時にはこの有効厚みが変化して、外側の外部リングの収縮を補償し、テノン構造にかかる応力をほぼ一定に保つ働きをする。このような主鏡保持機構について、有限要素解析を行ってその成立性を確認した上で部分モデルとして保持機構試験モデルを製作し、冷却時の適切な振る舞いを確認する試験を行っている。

WISH 望遠鏡の構造部材として、軽量かつ強度の高い CFRP を想定している。WISH 衛星では、常温（試験時、待機時、打ち上げ時）から、軌道上で約 100K に冷却を行うため、低温での物性、また、常温から 100K までの熱変化に対する変形の予測性についての検討を行った。また、試験時には冷却サイクルを経ることも想定されるため、冷却サイクルに伴う強度、物性の変化も調べた。適切な積層配合の CFPR 部材を作成し試験を行い、熱膨張係数 0.3ppm/K を実測値として得た。積層を最適化することにより、0.1ppm/K が可能である。0.1ppm/K が達成できれば 200K の温度変化に対して 20ppm 程度の変化となり、2m の構造でも 40μm 程度

の変形となる。予測変形量に対して最適に設計することにより光学公差 (100-200μm) に対して十分小さい変形量となる。同じ部材で吸湿変形も測定し、20ppm 以下となることを確認した。

一方、望遠鏡構造は、打ち上げ荷重に対して十分な強度と剛性を持つことが要求される。WISH 衛星の構造をモデル化し予備的な構造解析を行ってその成立性を確認するとともに剛性を評価した。WISH 望遠鏡構造部材として考えるゼロ熱膨張 CFRP 板材の引張強度は、冷却サイクル後で、約 450MPa = 45kgf/mm^2 である（2010 年度 WISH WG 実測値)。これに対して、圧縮強度は、引張強度の約 1/3 程度と推定される。したがって、WISH 望遠鏡 CFRP 部材の圧縮強度は、15kgf/mm^2 であると評価できる。これに対して解析モデルの最大応力は引張荷重 1.1kgf/mm^2、圧縮荷重 0.27kgf/mm^2 であり、荷重に対して十分な強度を有することが示された。H-IIA-202 ロケットの剛性要求条件と、解析結果から得られた WISH 衛星システムの一次固有振動数との比較を行ったところ、WISH 望遠鏡構造モデルは剛性条件を十分に満たすことが示されている。さらに振動解析を行ったところ、正弦波振動条件に対して、0-100 Hz の全振動数の範囲において、過大な応答は見られず、衛星の強度に問題が生じないことが確認された。また、主構造に最大の荷重が生じる横方向の主共振点（ベンディング一次モード）における応答は、ノッチングを行わない場合でも、主鏡部で 12G 以下となった。主要部材に生じる応力も、引張／圧縮応力 4.6kgf/mm^2 となり、CFRP 構造部材の強度と比較して、構造は十分な強度を有すると評価される。

4.5.6　WISH 衛星システム

WISH 衛星の構造（バス部）は、これまでの実績に基づく成立性の高い技術により構成される。バス部構造様式の基本案としては、シンプルな構造で、ミッション系とのクリアなインターフェースを実現し、また台形シリンダによる剛性確保が可能なシリンダパネル方式を採用している。RCS 燃料タンクは、366mm φのものを 4 個、シリンダ内に搭載可能である。また、リアクションホイール (RW) は 4 台を搭載。バス機器は、側面パネルに配置される。現在の基本案での総質量は、推薬 (97.5kg) を含め、約 1.3t である。また、約 10% のマージンを含め、衛星全体の消費電力は 1.2kW となる。これを実現するためには、2m x 1.2m の太陽電池パネル４枚が必要である。これによる発生電力は、打ち上げ当初で 1.6kW、ミッションライフタイム（５年）終了時では劣化を考慮して、約 1.4kW となり、定常観測時に 200-400kW の余剰電力が期待できる。WISH 衛星の軌道として、基本案は、太陽－地球ラグランジュ２点（SE-L2） ハロー軌道とする。この軌道は、太陽、地球という大きな熱源を、衛星に対し常にほぼ同じ方向に置くことから、衛星の熱設計・熱管理において有用である。H-IIA は約 3.2 t の衛星を太陽－地球ラグランジュ２点（SE-L2）ハロー軌道に投入可能である (Single Launch の場合)。

[**電源系サブシステム**] WISH 電源系サブシステムは、シャントデシペータ、電力制御器、バッテリ、NEA 制御器からなる。太陽電池パドルは、２枚２翼、全面積 8.5m2 のサイズとなる。発生電力 1.8kW（BOL）1.6kW(EOL) が得られる。 固有振動数は収納時 50Hz 以上、展開時 0.8Hz 以上が見込まれる。

[**信号処理系サブシステム**] 信号処理系サブシステムの構成は、衛星マネジメントユニット、ミッションデータ処理装置、Space Wire ルータ、テレメトリコマンド I/F モジュール、データレコーダからなる。DR は 48GB 容量２台を想定している。

[**通信系サブシステムの構成案**] WISH の通信系基本案としては、（１）ミッションデータ伝送回線：Xバンド、（２）TT and C 回線：Sバンドとしている。地上局として主として考え得る臼田局は更新が予定されており更新計画の確定をもって WISH の通信システム案を確定する必要がある。ミッション提案に当たって基本案としたのは、少なくとも 16Mbps の送信率が可能な場合の想定である。飽和出力電力が 20W クラスのパワーアンプと+32dBi 以上のアンテナゲインを持つアンテナを組み合わせることで、16Mbps のミッションデータを回線マージン 0dB 以上の状態で、200 万 km の SE-L2 Halo 軌道上から、臼田局に伝送できることが見積もられる。比較のため、USC34m および、USC20m の場合も計算したところ、USC34m では、8Mbps の伝送率とする場合、2.5dB の回線マージンが得られるが、USC20m では、6Mbps でマージン 0 となることがわかった。技術成熟度は TRL=8-9 である。WISH のデータ生成率は定常状態で約 3Mbps (50% 圧縮) である。臼田局のデータ受信レートが 8Mbps を上回らない場合には、海外局などネットワーク受信が不可欠である。基本

案の S-X 系に対して、X バンドで 32Mbps のデータ転送を行う場合と S-Ka 系 (S バンドと Ka バンドを用いる場合) の検討も行っている。

[**姿勢系サブシステム**] 姿勢決定系は、光学センサ（恒星センサおよび焦点面ガイドセンサ）と伝搬用の慣性センサ、およびこれらのデータを利用する姿勢推定フィルタからなる。慣性センサとして、Tuned Dry Gyro を用いた最も安定度が高いものを用い、光学センサとしては恒星センサに加えて、ガイドセンサとして、焦点面の検出器の 1 部を非破壊で読み出し姿勢系にフィードバックする方式を基本案としている。これによって、精度=0.07 秒角 (3σ) 以下/ 1Hz 出力が達成可能な見込みである。ガイドの精度については、視野端の星像を用いたシミュレーションを行って、どの波長帯でも十分な精度でガイドを行える恒星が十分な数視野中に期待できることを確認している。

[**二次推進系**] 推進系方式としては、これまでにフライト実績の多い、１液推進系ブローダウン方式をベースとする。推薬量としては初期姿勢補足、軌道修正、トランスファ軌道上姿勢制御、SE-L2 軌道投入、L2 ハロー軌道維持、ホイールアンローディング、故障発生時を合わせ、合計 97.5kg （１液推進系）と評価している。

[**バス部構造および熱制御**] バス部様式として、台形シリンダ＋パネル方式を基本案として採用する。発熱量評価、熱制御系機器構成、バス上面 I/F 温度要求を達成するための熱設計案も検討している。

4.5.7 WISH 熱解析

WISH の構造基本案をもとに熱解析を行っている。WISH 衛星は波長 1-5μm で、最大効率で高感度の観測を目指している。また、多数回の露出の重ね合わせによるシグナル／雑音比 (S/N 比) の十分な向上が達成されることも必要である。このため、深宇宙観測における個々の露出での背景雑音が、自然背景光のポアソン的雑音で支配されている状況が必須である。このためには、検出器固有の雑音としての読み出しノイズと、暗電流による雑音を十分小さくすることと、自然背景光以外の背景光雑音を極力小さくすることが必要である。検出器暗電流を低減するためには、検出器を冷却することが必要である。主鏡、副鏡、斜鏡（表面)、第３鏡, メイントラスは 100K、斜鏡（裏面)、副鏡筒（検出器バッフル)、フィルタは 80K、検出器は 40K となる。

これに対して、必要な熱設計方針を策定し、衛星システムおよびミッション部の概念検討に反映させるとともに、衛星全体の熱的成立性を確認することを目的として衛星全機の熱数学モデルを作成して、定常解析を行い、ミッション部各部の温度が要求温度条件を満たすことができるか検討を行った。熱設計方針としては、サンシールドの設置およびバス・ミッション間の断熱を徹底し、外部からミッション部への熱入力を極力遮断することとし、ミッション部については、多段的な放射冷却方式により熱設計を行った。もっとも低温が要求される検出器の熱制御には専用のラジエータを設け、また、検出器部への熱流入源となる光学ベンチ部および検出器駆動エレクトロニクス（ASIC 部）を熱的な次段として、これらを適切に冷却する ASIC/光学ベンチラジエータを設けて積極的な放熱をはかる。ASIC 検出機の間のハーネスによる熱接続は可能な限り低減する。これらと断熱的に結合されるメイントラス、主鏡支持フレーム、サンシールドなどは、熱的には比較的高い温度を許容する。このような考え方で、熱フローを制御した構造の概念を確立する。熱解析は WISH 基本案の構造モデルおよびミッション部発熱条を考慮して、サンシールドに垂直方向のみから太陽光が照射する静的な環境で行った。衛星バス部上面温度は 300K を仮定している。

これまで得られている解析結果によると、検出器温度が、要求温度 40K に対してマージナル (45.9K) であり、また、副鏡筒の高温部が同 80K に対してマージナル (58-93.4K) であるが、他の部分は要求を満たしており、放射冷却に基づく熱設計の成立性を示している。副鏡筒は、検出器からみて冷却絞り、斜鏡の背後の第３鏡付近の温度が高く検出器近くでは要求を満たす温度となっている。検出器温度に関しては、メーカの評価値に基づくと、 60K で暗電流雑音中央値が 0.05e-/s/pix, 45K では 0.005e-/s/pix となっており、感度要求からの要求値 0.05e-/s/pix、目標値 0.01e-/s/pix に対して、一定のマージンを達成していると評価できる。なお、40K の場合の暗電流予測値は 0.003e-/s/pix である。

参考文献

[WISH1] WISH Web Page http://http://wishmission.org/jp/index.html
[WISH2] WISH ミッション提案書 第 1 版, 2012, WISH Working Group
[WISH3] JAXA/ISAS 戦略的中型スペースミッション WISH 提案書, 2015 年 2 月, WISH Working Group
[1] Yamada, T., Iwata, I., Ando, M., et al. 2012, SPIE, 8442, 84421A
[2] Yamada, T., Doi, M., Goto, T., et al. 2010, SPIE, 7731, 77311Q

4.6 WFIRST

4.6.1 概要

20 世紀後半の宇宙物理学での最大の発見は、宇宙の加速膨張と系外惑星の発見と言われる。宇宙の加速膨張の発見は、全く新しい物理を示唆しており、暗黒エネルギーの存在や、重力理論の修正が提案されている。系外惑星の発見は、これまで太陽系を唯一の手本として発展してきた惑星科学に無限の研究対象を開き、近い将来、宇宙に生命を天文学的手法で探査するという全く新しい領域も開拓してゆく可能性を秘めている。わずか 20 年足らずで、私たちの太陽系とは大きく異なる多様な惑星系の存在が明らかになり、人類の世界観に大きな変革を迫っている。



図 4.30: WFIRST-AFTA 2.4m 宇宙望遠鏡の予想図。

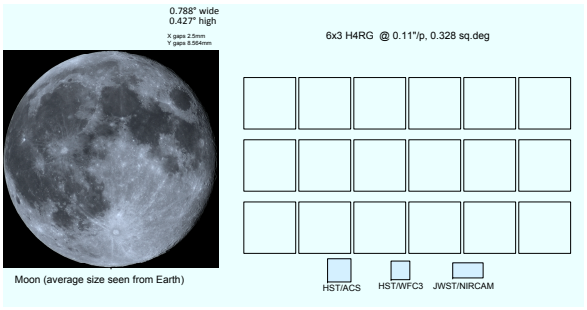


図 4.31: WFIRST-AFTA 広視野カメラの視野。HST-ACS の 90 倍。WFC3 の近赤外チャンネルの 200 倍。4k×4k pixels H4RG-10 近赤外検出器 (四角) を 18 個使用。ピクセルスケール 0.11 arcsec/pixel、視野 0.28 平方度。

そして現在、これらの分野は、宇宙物理の最重要分野の一つに位置付けられており、多くの精密宇宙論、系外惑星の大規模探査とキャラクタライゼーションの観測計画が進められている。この分野における日本の貢献は当初限定的であったが、最近は、すばる望遠鏡による大規模銀河サーベイの開始や、第二の木星の直接撮像の成功や逆行惑星の発見、重力マイクロレンズによる惑星発見など世界をリードする分野も展開しつつある。

そんな中、NASA の Wide Field Infra Red Survey Telescope (WFIRST) は、2010 年発表の米国天文宇宙物理の次期 10 年の計画を推薦する「Astro2010 Decadal Survey」[2]で、大型衛星計画の 1 位に選ばれた NASA の近赤外広視野サーベイ望遠鏡である。 主目的は、これら宇宙の加速膨張、系外惑星の精密観測及び公募観測で、2024 年頃の打ち上げを予定している。2013 年からは米国国家偵察局 (NRO) より譲り受けた 口径 2.4m 望遠鏡を利用する、WFIRST-Astrophysics Focused Telescope Assets (AFTA) コンセプト[3](図 4.30) が再定義され、系外惑星の直接撮像を目的としたコロナグラフ装置の搭載が新たに検討されている。

ハッブル望遠鏡 (HST) と同じ 2.4 m という大口径に、近赤外で HST の 200 倍（可視光カメラの 90 倍）の 0.28 平方度という圧倒的な広視野を持ち、これまでにない深さと広さの大規模サーベイ観測を可能にする (図 4.31)。この様な広視野とスペースでの安定した観測により、高銀緯方向の 2000 平方度を観測する事などで、バリオン音響振動実験、弱重力レンズ実験、Ia 型超新星の観測により暗黒エネルギーと重力理論の検証をし、また、銀河系バルジ方向の高頻度観測により、重力マイクロレンズによる系外惑星探査を行う事で、系外惑星の分布図を完成させる。コロナグラフ装置の搭載は、これまでにない精度での系外惑星の直接撮像を実現するだけでなく、さらに将来における地球型系外惑星観測ミッションを実現するための重要な科学的および技術的ステップとして位置づけられている。

この様に、WFIRST-AFTA は、上述の宇宙の加速膨張と系外惑星の精密観測の決定版とも言えるスペースミッションで、この歴史的な計画に日本が参加する事は、非常に重要である。

[2] http://sites.nationalacademies.org/bpa/BPA_049810
[3] http://wfirst.gsfc.nasa.gov

4.6.2　WFIRST 仕様、科学目的、研究手段

WFIRST-AFTA は、口径 2.4 m の広視野可視光・近赤外線宇宙望遠鏡に広視野観測装置、面分光装置、そしてコロナグラフ観測装置を搭載し、宇宙論および系外惑星観測、近赤外サーベイを行う計画である。これら装置の衛星上での位置、NRO より譲り受けた現存する望遠鏡、瞳の形状を図 4.32 に示す。現在の仕様をそれぞれ表 4.11, 4.12 に示す。

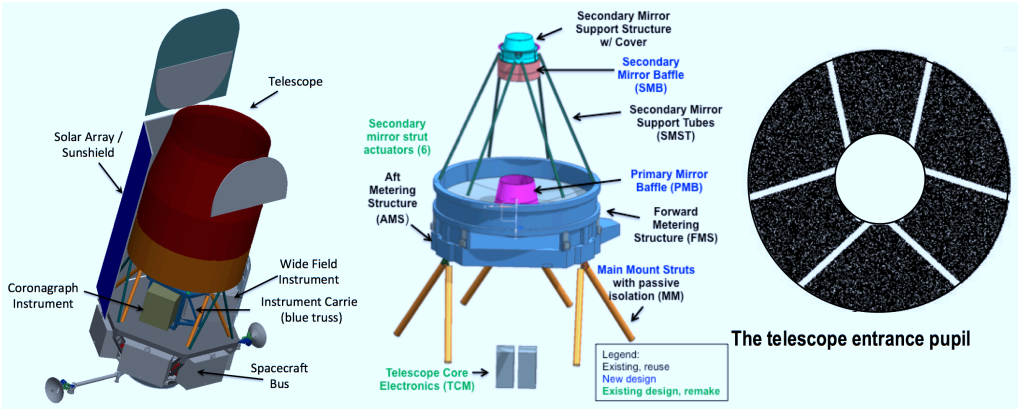


図 4.32: WFIRST-AFTA 望遠鏡と広視野装置・コロナグラフ装置の位置 (左)。外部バッフルを取り除いた望遠鏡構造 (中)。複雑な瞳の形状 (右)。文献 [4] より。

観測モード	波長範囲	波長分解能	感度 *	視野	空間分解能
撮像	0.76-2.0 μm	$ZYJH$+F184,W149	$H_{AB} \sim 27.1$ mag	0.281deg^2	0.11”/pix
分光 (grism)	1.35-1.95 μm	$R \sim 600$	$AB \sim 20.4$ mag	0.281deg^2	0.11”/pix
分光 (IFU)	0.6-2.0 μm	$R \sim 100$	$AB \sim 24.2$ mag	9as^2	0.075”/pix

表 4.11: WFIRST 広視野カメラの主な仕様。$T \sim 120$ K。 *1000sec. S/N∼10.

観測モード	波長範囲	波長分解能	コントラスト	IWA	OWA	空間分解能
撮像・分光	0.4-1.0 μm	$R \sim 70$	10^{-9}	0.10-0.25”@400 nm	0.75-1.8”	17 mas

表 4.12: WFIRST コロナグラフの主な仕様。$T \sim 150$ K。

総観測時間 6 年のうち、（1）2.4 年は宇宙論、（2）1.2 年は重力マイクロレンズ系外惑星探査、（3）1 年はコロナグラフによる系外惑星の直接撮像、（4） 1.4 年は共同利用 (公募) として運用される予定である。

（1）宇宙論観測は、高銀緯 2000 平方度の銀河赤方偏移探査 (high-latitude survey:HLS、図 4.33) 等により、弱重力レンズ実験、赤方偏移空間分布実験、バリオン音響振動実験を行い、さらに 5-9 平方度の連続測光により 2000 個以上の Ia 型超新星を発見し IFU による分光観測をする。これらの手法で、暗黒物質の構造進化と宇宙の加速膨張を同時に見積り (図 4.34)、暗黒エネルギーと修正重力理論を区別する。スペースでの非常に安定した高分解能、高感度により地上観測を凌駕する。

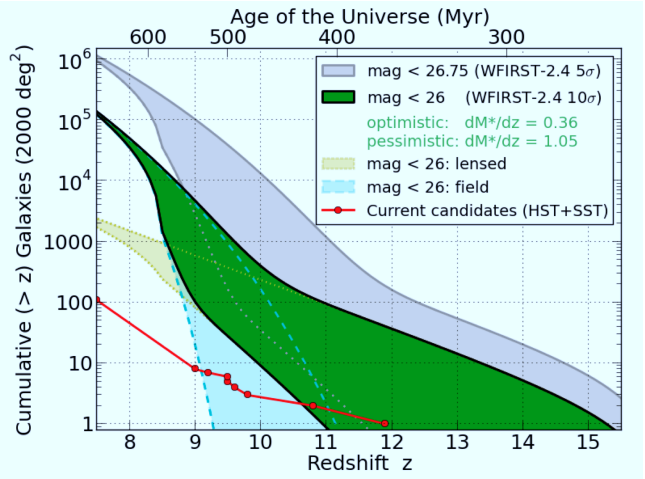


図 4.33: 高銀緯領域サーベイ (HLS) での高赤方偏移銀河数の累積分布。高赤方偏移銀河は、JWST や TMT で詳細な追観測が可能。初期銀河の理解には、広視野の WFIRST-AFTA と大口径の JWST や TMT とのシナジーが非常に強力である。文献 [4] より。

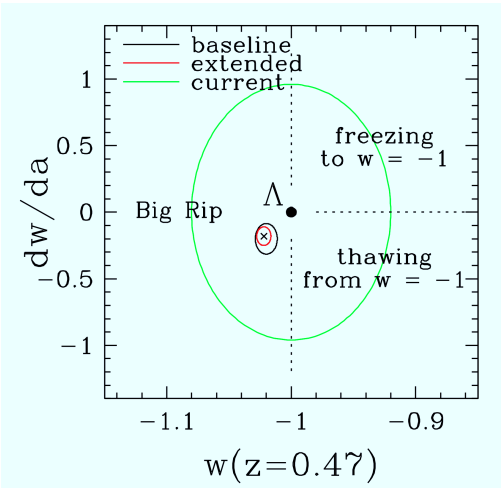


図 4.34: WFIRST で期待される、暗黒エネルギーの状態方程式パラメータ $(w, dw/da)$ の制限の予想。($w = -1, dw/da = 0$ の場合が宇宙定数に対応) 文献 [4] より。

（2）マイクロレンズ系外惑星探査は、銀河系バルジ方向の 2.8 平方度を 15 分おきに 72 日間連続観測し、これを 6 回合計 432 日間行う。高い測光精度と 24 時間連続高頻度観測のおかげで、比較的長軌道長半径 (0.2-数 10 AU) の数倍月質量の惑星まで感度があり、太陽系で例えると水星以外全ての惑星が検出できる (図 4.35)。約 3000 個の惑星を検出し、うち約 200 個は地球質量以下と期待される。また、主星を持たない浮遊惑星も火星質量まで検出可能である。Kepler が地球軌道より内側のハビタブルゾーン (HZ) 内縁部に感度が有ったのに対し、WFIRST は HZ 外縁部をカバーし互いに相補的である。これらを合わせる事で、HZ の地球型惑星を含むほぼ全ての種類の惑星頻度が求まり、惑星形成研究に非常に重要な情報を与える。

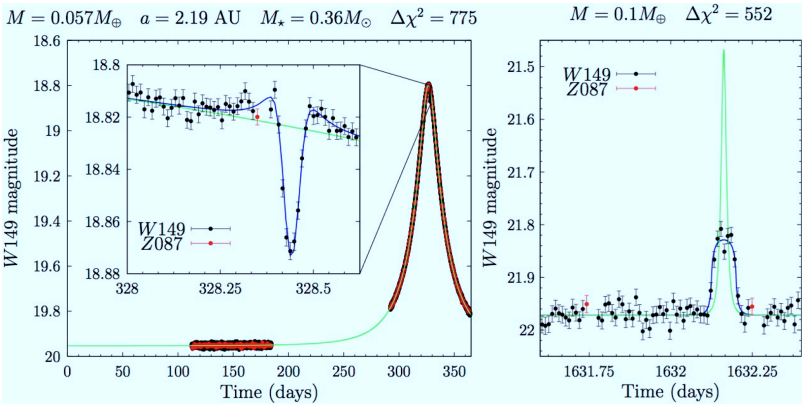


図 4.35: WFIRST-AFTA によるマイクロレンズ系外惑星探査の光度曲線のシミュレーション。左図：0.36 太陽質量の星の周り 2.2 AU をまわる水星質量の惑星。右図：0.1 地球質量の浮遊惑星。文献 [2] より。

（3）現在、オカルティングマスクコロナグラフ (OMC) 方式が最優先として選ばれて開発が進んでいる。仕様を表 4.12 に示す。これにより、30 pc 以内の明るい星約 200 個の周り 3-10 AU で、巨大ガス惑星はもとより、初めて巨大氷惑星や超地球を直接撮像により 10 数個発見する (図 4.36 左)。さらに既知の惑星 10 数個を直接分光により大気などの詳細観測をする (図 4.36 右)。またデブリ円盤の直接撮像も計画されている。現在の系外惑星研究に大きな成果を上げるだけでなく、将来ハビタブルな地球型惑星を直接観測するスペースミッショ

ンへの技術実証の役割も果たし、非常に重要である。

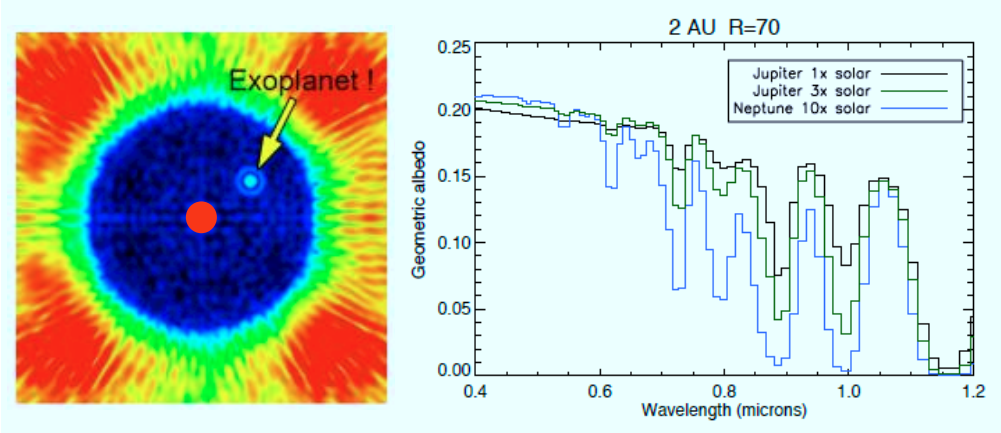


図 4.36: WFIRST-AFTA コロナグラフでの惑星直接検出（左図）とスペクトル観測（右図）の例。質量の違い (木星と海王星) と金属量の違い (太陽金属量 10 倍) による惑星スペクトルの変化。黒線は木星質量で太陽金属量、緑線は木星質量で 3 倍の太陽金属量、青線は海王星質量で 10 倍の太陽金属量。文献 [3] より。

（4）近赤外線でのこれまでにない大口径、広視野、高分解能望遠鏡なため、様々なプロジェクトが公募研究として提案されるだろう。ダストの影響が強い銀河系中心や銀河面のサーベイ、星形成領域の星の質量関数、固有運動、近傍銀河、高赤方偏移 QSO/銀河、重力レンズ、宇宙再電離の研究などが考えられており、日本の研究者の応募も期待されている。

4.6.3　国内外のステータスと相手先との合意の現状

もともと WFIRST 計画は米国 NRC による「Astro2010 Decadal Survey」で、大型衛星計画の最優先課題として位置づけられた口径 1.5m の暗黒エネルギー、系外惑星観測計画で、2010 年 12 月に設置された初期 WFIRST Science Definition Team (SDT) に住 (大阪大) が参加し、2012 年 8 月の最終レポート作成に貢献した [1]。

2012 年、NASA が NRO より広視野 2.4 m 宇宙望遠鏡を譲渡されたことから、これを WFIRST に使用して、さらにコロナグラフ装置を搭載するなど広範なサイエンスの達成を目指す WFIRST-AFTA 計画として再定義され、SDT が結成された。2013 年 4 月までの検討に基づき、NASA は同年 5 月、WFIRST-AFTA SDT の活動の継続を決定。これに際し、JAXA-NASA の協議において WFIRST-AFTA SDT に JAXA からの代表 1 名が参加することが提案され、同年 7 月より、山田亨 (東北大学) がこれに参加することとなった。

国内においては、宇宙論から系外惑星に至る幅広い分野で WFIRST への参画に強い意欲を示す研究者がおり、同年 8 月より国内の研究者約 20 名 (現在約 40 名) から成る「WFIRST 連絡会」を組織し、各分野における日本の貢献についての活発な議論と具体的検討が行われている。この検討結果は、2015 年 3 月に発表された WFIRST-AFTA SDT の最終報告書の Appendix に、日本の潜在的な国際協力として加えられた [4]。

この最終報告書を受け、NASA は 2016 年度以降には広範なレビューおよび計画実現に向けた pre-formulation を行うことを目指している。これまでのところ、NASA Astronomy Division においては、WFIRST-AFTA を JWST に続く旗艦ミッションとして実現することを念頭に検討が進められており、既に 100MUSD 規模の予算が配分されている。

特にコロナグラフ装置の搭載は、将来における地球型系外惑星観測ミッションを実現するための重要な科学的および技術実証のステップとして位置づけられている。このような WFIRST-AFTA 計画に、当初から日本の研究者、JAXA/ISAS が 参加しプレゼンスを示すことは非常に重要である。

WFIRST へのコロナグラフ搭載の可能性は 2013 年 1 月に決まり、その検討は急ピッチで進んできた。同年末には、5 つのコロナグラフ案のうち 2 つに絞られた。その時期から日本との協力について議論が開始されたが、背景としてはこれまでの地上コロナグラフ観測装置における共同開発、および、JTPF におけるスペースコロナグラフでの基礎開発の協力関係が背景となっている。

このような状況に於いて、日本による貢献のうち、とくに技術開発の緊急性と予算措置の必要性が高いコロナグラフ装置への貢献に特化して技術的検討をすすめるために、2014 年 2 月、コロナグラフ開発 WACO WG（主査：田村元秀、東京大学）を設立した。これは元々、全体の進捗に基づいて、全般的な WFIRST WG の設立を視野にいれていたが、現在、米国側の順調な進捗を鑑み、より全般的な WFIRST WG(主査：住 貴宏、大阪大学) として発展的に改組した。NASA からは日本が参加するかどうかの意思表明が求められており、本 WG はその検討及び交渉を行う母体となる。

4.6.4 日本の貢献と技術的な準備状況及び開発のシナリオ

ハードウェアの貢献の柱は、前述のコロナグラフ装置の共同開発である。他分野の貢献はすばる望遠鏡による予備観測・共同観測、地上受信基地局、データアーカイブ、解析などを軸として検討が進められている。

日本は現在、宇宙論観測では、世界最高のサーベイ能力を持つすばる望遠鏡広視野カメラ HSC を用いた Subaru Strategic Program 観測で世界をリードしている。このデータ解析の経験は、WFIRST データの解析に大きく貢献できるはずである。また、この HSC や現在開発中の広視野多天体分光器 PFS で WFIRST 観測領域を観測する事で WFIRST の測光赤方偏移の校正と言う WFIRST 宇宙論の結果の是非に関わる非常に重要な役割を果たす事が期待されている。

マイクロレンズに関しては、地上観測では日本はこれまで世界をリードしてきた事から、その経験を活かしてのデータ解析が期待されている。また、すばる望遠鏡による予備観測により、WFIRST の観測領域を最適化する事が期待されている。さらに、地上の専用近赤外広視野望遠鏡による同時観測でスペースパララックスの観測も期待されている。このために、口径 1.8m 望遠鏡を南アフリカに建設し、WFIRST プロジェクトチームが所有する 4 枚の H4RG-10 近赤外検出器を使用したカメラを製作して、地上で近赤外マイクロレンズ予備観測をして WFIRST の観測領域のより精密な選定と、スペースパララックス観測を行う計画をたてている。

WFIRST の軌道は、傾斜対地同期軌道と L2 が候補になっている。傾斜対地同期軌道は、データレイトや将来のロボティックサービスミッションの可能性などの利点があるが、L2 の安定性や将来のオカルター衛星との同期による次世代系外惑星観測の可能性などの利点が議論されている。L2 となった場合、米国の深宇宙ネットワーク (DSN) を使った Ka バンド帯 (26GHz 帯) での受信が必要で、日本のタイムゾーンでの基地局運用が期待されている。現在、臼田基地局などで進んでいる受信基地の Ka バンド帯 (32GHz 帯) を含めたアップグレードはこの目的に最適で、これに新たに 26GHz 帯受信機を追加する事で対応する。

コロナグラフ装置の開発は、技術的には、これまでの地上コロナグラフ開発、SPICA の SCI でのスペースコロナグラフの開発、WACO WG による開発着手により、共同開発研究をすぐに開始できる状況にある。具体的な開発項目・目標は以下の通り: (A) 偏光撮像ユニットの提供。検出器前に導入できる物を検討。(B) 偏光補償機能の開発と提供。望遠鏡、装置偏光による偏光差分波面収差（PDWA) が発生するが、現在のベースライン案では、直線偏光の 1 成分のみをとりだし DM で波面補償を行う。偏光補償装置では、複屈折デバイスにより波面整形、色消しを行い、光子を無駄にすることなく、コントラスト低下を防ぐ。その他、発展的な可能性として (C) 他マスクの開発を推進する (全くの新規コロナグラフ開発検討ではなく、米国主導で開発されたマスクとの比較検討が中心となる)。(D) 独自の PIAA 装置の開発。おおよそのスケジュールは以下の通り、

概略スケジュール

2016 年度 偏光撮像ユニット、偏光補償機能の基礎開発

2017 年度 同・開発継続 (性能評価)

2018 年度 同・開発継続 (性能向上)

2019 年度 偏光撮像ユニット・偏光補償ユニットの実機製作開始

2022 年度 ミッション側ハンドオーバー

2024 年度 打ち上げ

参考文献

[1] Green, J., et al. arXiv:1208.4012 (2012).
[2] Spergel, D., et al. arXiv:1305.5425 (2013).
[3] Spergel, D., et al., “WFIRST-AFTA Science Definition Team Interim Report” (2014).
[4] Spergel, D., et al. arXiv:1503.03757 (2015).

4.7 Euclid

目的： Euclid は、2020 年頃打ち上げ予定の ESA の口径 1.2 m の可視光近赤外広視野サーベイ望遠鏡 [1]。可視光で 0.54 平方度と言う圧倒的な広視野を利用して、ほぼ全天 (15k 平方度) にわたる銀河サーベイを行い、弱重力レンズ、バリオン音響振動により宇宙の加速膨張の起源を探る。メインの可視光チャンネルは、WFIRST と同程度の高空間分解能で銀河の形を決定する。近赤外チャンネルは、比較的低い空間分解能で、主に photo-z を求めるために使われる。メインの宇宙論観測以外に、観測期間を延長して、マイクロレンズ系外惑星探査などその他のサイエンスが検討されている。主な仕様を表 4.13 に示す。

観測モード	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能
可視光撮像	0.55-0.90 μm	single wide band	0.541 deg^2	0.1”/pix
IR 撮像・分光	0.92-2.0 μm	$R \sim 300$(1.1-2 μm slitless),	0.541deg^2	0.3”/pix

表 4.13: Euclid の主な仕様

研究領域内での位置づけ：宇宙物理学上の最重要課題の一つ、宇宙の加速膨張（暗黒エネルギー、修正重力）は、すばる/HSC など活発な地上観測が行われている。Euclid は、これをスペースから圧倒的精度と統計量で観測する決定版である。主に近赤外で狭く深くサーベイを行う WFIRST とは相補的である。

サイエンス成果が与えるインパクト：宇宙の加速膨張の起源は何なのか？暗黒エネルギーか、アインシュタインの重力理論に修正が必要なのか？と言う宇宙の起源を検証する。

主要キー技術とその位置づけ・開発状況・海外とのベンチマーク Euclid の可視光観測は、ワイドバンド一色のみで、photo-z を見積もるには可視光多波長撮像が不可欠である。南天では、Dark Energy Survey (米国、5000 平方度) がパートナーに決まっているが、北天は、すばる/HSC が最有力装置で参加が期待されている。

準備・検討体制: ESA 主導で、米国が部分参加する形で国際協力のもと推進している。国内においては高田氏（IPMU）ら HSC 関係者、すばるコミュニティーで検討。HSC サーベイの見返りに日本人 40 人が Euclid に参加する様に提案されている。

準備状況: 2012 年 6 月に Euclid Consortium Leader の Yannick Mellier 氏が来日し、日本に HSC で 6000 平方度 (i∼25, 200 晩相当) をサーベイして欲しいと依頼があった。このサーベイの見返りとして、日本人 40 人の Euclid 参加を提案されている。これまで数度の研究会を行い、SAC 主導ですばる Users Meeting などで継続議論中。

参考文献

[1] ESA/SRE(2011)12, EUCLID DEFINITION STUDY REPORT (RED BOOK)

4.8 EXZIT

4.8.1 概要

宇宙創成以来の天体形成過程の解明を目指し、z >10 の宇宙再電離期やその原因となった宇宙で最初の星やブラックホールが発した電離紫外線を、近赤外線の「宇宙背景放射」として捉える。具体的には、高温の宇宙初期天体に特有な水素の再結合線や吸収端構造（ライマン・ブレーク）をスペクトル検出する。これにより、宇宙最初の天体形成を物理的に解明するとともに、宇宙初期におけるダークマター構造形成論を検証する。赤外線波長では前景放射である黄道光（惑星間ダストによる太陽光散乱や熱放射）が極めて明るく、その差引きの系統誤差が宇宙赤外線背景放射の測定精度を制限している。この状況を打破すべく提案した EXZIT (EXo-Zodiacal Infrared Telescope) は、惑星間ダストが希薄な深宇宙へ投入するソーラー電力セイル探査機に赤外線望遠鏡を搭載し、黄道光の影響のない究極の精度の宇宙背景放射観測を実現する。さらに、太陽からの距離に対する黄道光の輝度やスペクトルの変化を調べることにより惑星間ダストの密度や組成の 3 次元分布を明らかにすることや、あらゆる階層にある未知の天体や粒子の探索も重要な科学目的である。

4.8.2 背景

初代天体と宇宙再電離

近年、遠方クエーサー光の銀河間中性水素吸収量や宇宙マイクロ波背景放射（CMB）の偏光観測による銀河間電子散乱の光学的深さから、宇宙年齢 38 万年にいったん中性化した宇宙は、約 5 億年後（赤方偏移 z ∼10）に再び電離される「宇宙再電離期（Epoch of Reionization）」を経たことが明らかになった [1]。HST や Spitzer を用いて z ∼10 銀河の近赤外線探査が進められたが、宇宙初期の銀河による紫外線量は宇宙再電離を起こすのに充分ではないことがわかった [2]。つまり、宇宙再電離は探査にかからなかった多数の小質量（$10^9 M_\odot$ 以下）の銀河や星々の紫外線により起こされた可能性が示唆される。それらは、宇宙初期の重元素がない環境で生まれた初代星や超新星爆発の残骸ブラックホールかもしれない [3]。銀河は初期宇宙の密度ゆらぎを種とするダークマターの集積と原始水素ガスの重力崩壊により形成したと考えられるが、その実証には銀河形成以前の初期宇宙を観測する必要がある。ダークマター宇宙の構造形成モデルでは、ビッグバン後の数億年（赤方偏移 z >10）にて星やブラックホールなどの初代天体が生まれ、それらが集積して原初銀河が形成される。宇宙再電離は、冷たい中性水素ガスの宇宙が、初代天体の紫外線放射により電離状態へ相変化した宇宙事象であり、その後の銀河や巨大ブラックホールの形成に関わる重要なエポックとして宇宙創成や晴上がり期と並ぶ現代宇宙論の重要研究課題である。

これまで、HST や最大級の地上望遠鏡を稼働し、初代天体や宇宙再電離期の紫外線を近赤外線（波長 1 – 5 μm）として検出する観測が精力的に進められただけでなく、今後 10-20 年における JWST、Euclid、WFIRST および WISH といった宇宙望遠鏡計画や地上 30 m 望遠鏡計画 TMT の主目的のひとつは初代天体の検出である。しかし、これらの大望遠鏡をもってしても初代天体の低光度（小質量）種族を個別の点光源として捉えることは難しい。

宇宙赤外線背景放射の謎

小質量までの初代天体を余すことなく捉えるには、広視野で天体群をまとめて「宇宙背景放射」として観測する手法がブレークスルーとなる。このような観測は日本や米国のグループが中心となり、COBE、IRTS、「あかり」およびロケット実験 CIBER といった飛翔体を用いて行なわれてきた。その結果（図 4.37）が示すのは、可視光の宇宙背景放射観測の多くは既知の系外銀河光の総計（Integrated Galaxy Light; IGL）と矛盾がないが、近赤外での観測値はいずれも IGL よりも数倍明るいことである（宇宙背景放射の赤外線超過）。驚くべき

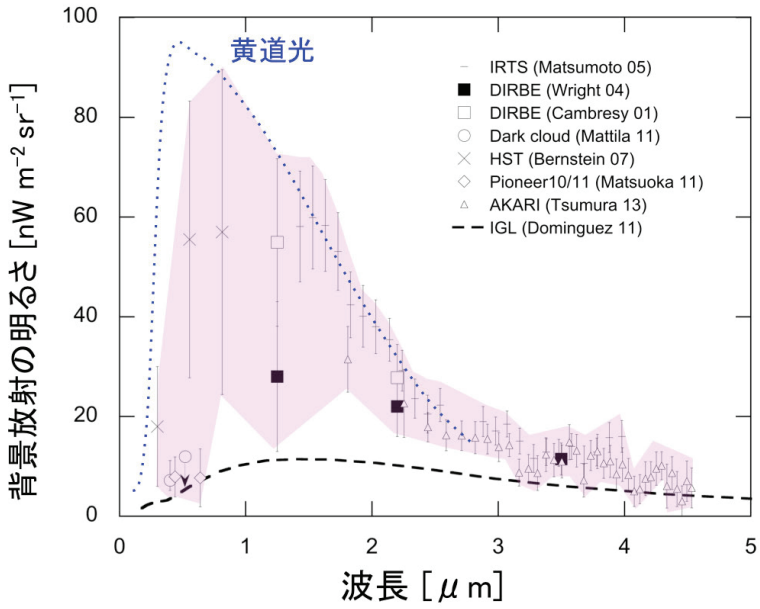


図 4.37: 可視・近赤外線波長域における宇宙背景放射の過去の観測結果。測定された背景放射の明るさ（データ点、および陰影で示す領域）は、既知の系外銀河光の総計（破線）よりもはるかに明るい。1 μm 周辺の輝度超過は初代星のライマン・ブレークによる可能性が議論されてきたが、前景の黄道光（点線）の差引き残しによる可能性は否定できない。

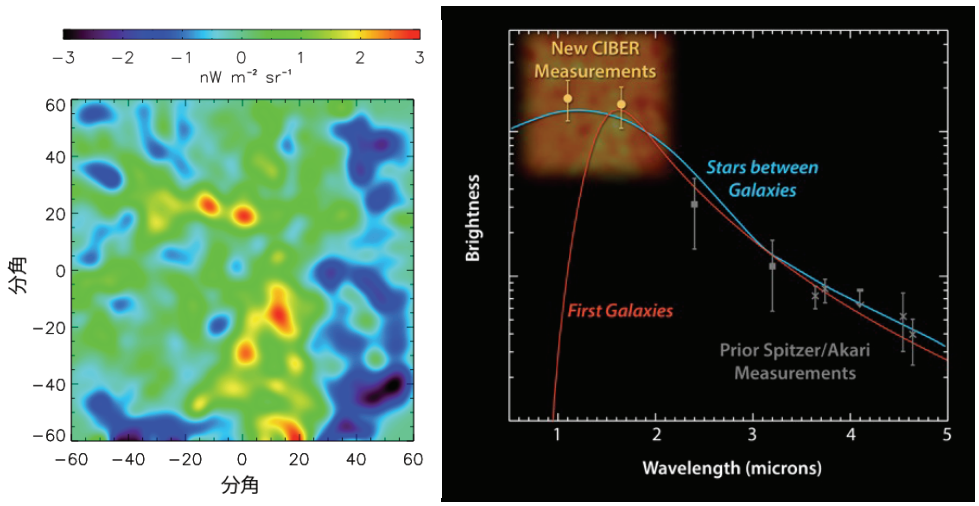


図 4.38: ロケット実験 CIBER により検出された宇宙赤外線背景放射の非等方性（空間的ゆらぎ）[10]。左：波長 1 .6 μm での宇宙背景放射の非等方性。約 10 分角スケールを強調する画像処理をしたもの。右： 「あかり」[7] や Spitzer[5; 8] のデータも含んで得られた非等方性の SED は、非等方性の大部分が系外銀河のハロー星の寄与により説明できることを示す。初代天体の寄与を検出するには、さらに高い精度の測定が必要であることがわかった。

ことに、我々は宇宙赤外線背景放射の大部分の発生源を理解していない。

宇宙背景放射の「赤外線超過」の原因は未解決の問題であるが、ひとつの解釈として初代の星々によるとい

う仮説がある [4]。可視光と近赤外線の背景放射観測値には波長 1 μm 付近にスペクトルの輝度超過が見られ（図 4.37）、それは冒頭で述べた初代星のライマン・ブレークではないかというものである。しかし、この解釈にしたがう宇宙初期の星生成率は極めて大きく、近傍宇宙で現在見られる重元素量との矛盾や、宇宙マイクロ波背景放射（CMB）観測から得られる宇宙初期の電子密度との矛盾などの課題がある。一方、日米韓が共同で実施したロケット実験 CIBER（Cosmic Infrared Background ExpeRiment）[6] による宇宙赤外線背景放射の非等方性（ゆらぎ）観測の結果によれば、非等方性の SED は初代星からの予想と大きく違っており、宇宙赤外線背景放射のかなりの部分は、むしろ系外銀河のダークマター・ハロー内に浮遊する古い星々による放射（Intra Halo Light; IHL）として説明されうることがわかった [9; 10]（図 4.38）。この解釈が正しければ、ダークマター・シミュレーションの予想よりも一桁ほど矮小銀河スケールの IHL が明るいことになる。これは、構造形成論における「失われた伴銀河」や「見えないバリオン」の問題にも関わる重要な結論である。IHL の解明は宇宙背景放射の研究において考慮すべき新たな「前景放射」となった。IHL 説には、弱い重力レンズから得たダークマター分布との空間相関をはじめとする様々な検証が待っている。CIBER に続くロケット実験 CIBER-2 計画においても、可視・近赤外域における宇宙背景放射の非等方性の多波長観測により IHL 成分を分離し、初代天体成分の検出を目指す [11]。

近地球ミッションの限界

宇宙背景放射の赤外線異常についての解釈は未解決課題であるが、その解決には、最も大きな系統誤差要因である黄道光（惑星間ダストの太陽光散乱）の扱いがカギとなる。これまでの地球軌道上からの観測では前景成分である黄道光が宇宙背景放射より 1 桁ほど明るく、それの全観測値からの差引き系統誤差が宇宙背景放射の測定精度を支配する。この状況は、地球軌道上にとどまる限り、将来も格段には改善しない。これを一気に打破できるのは、小惑星帯以遠や黄道面外のようなダスト密度が低い惑星間空間からの観測にほかならない [14]。図 4.39 では、COBE データにもとづく惑星間ダストの分布モデルによる、日心距離が 4 AU の黄道面内軌道での黄道光の明るさを 1 AU の場合と比較している。深宇宙における黄道光は地球軌道の 20 分の 1 程度まで低減することがわかる。このような環境では、黄道光の差引き系統誤差によらない高精度の観測が可能になる。

4.8.3　科学目的

宇宙背景放射観測による初代天体と未知物質の探索

EXZIT は黄道光の影響を受けることなく宇宙背景放射を測定する。これにより、初代天体に起源をもつ放射だけでなく、宇宙の様々な時代や空間スケールの天体からの拡散放射を、かつてない高い精度で探索する。例えば、銀河系ハローに存在する褐色矮星や MACHOs などの低光度天体や IHL の検出が期待される。放射源である星の質量や種族同定に可視・近赤外域のスペクトル測定が本質的な役割をはたす。また、宇宙初期からの残存素粒子やダークマター粒子の崩壊光子探索などの貢献も期待できる。活動的銀河 Blazar からの TeV ガンマ線は赤外線の宇宙背景放射との衝突対生成による銀河間吸収を受けるため、TeV ガンマ線の観測から背景放射光子密度に制限を与えることができる。これまでの TeV ガンマ線観測から得られた光子密度は、宇宙背景放射の直接観測値よりも低い（宇宙はガンマ線で透明である）とされている [15]。この不一致を解決すべく新たな放射過程やアクシオン等の新粒子導入などが研究されており、精密な宇宙背景放射の観測値は宇宙線・素粒子分野にも広く影響を与える。

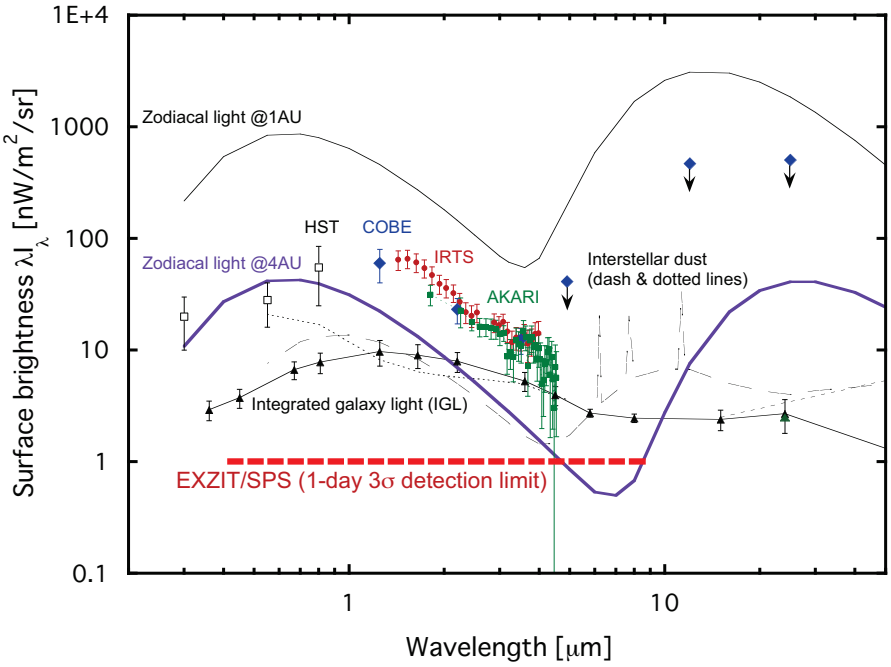


図 4.39: 地球軌道上（1 AU）と小惑星帯以遠（4 AU）での黄道光の明るさ比較。深宇宙では黄道光の明るさが全銀河光の総計（IGL, 黒三角のデータ点）や銀河系ダストと暗い星の総計（点線と一点鎖線）の明るさと同等になりうる。EXZIT は宇宙背景放射の下限である IGL を充分に高い精度で検出できる（太破線が EXZIT の検出限界）。

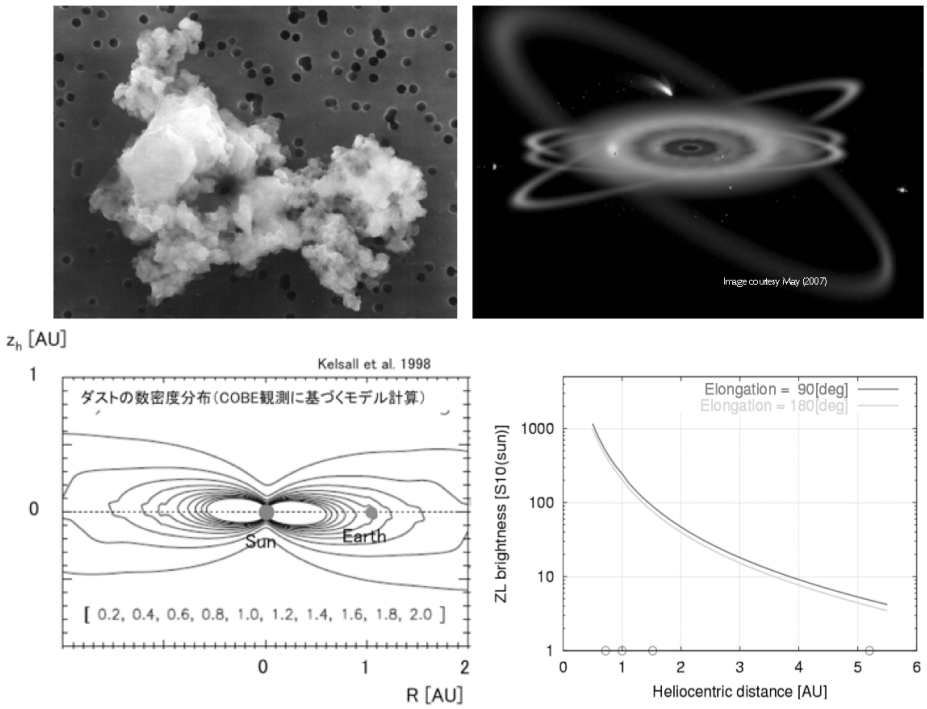


図 4.40: 惑星間ダスト。左上：　上層大気中で採取された惑星間ダスト（約 10 μm サイズ）の電子顕微鏡画像。右上：　ダスト分布をその主要な起源である小惑星や彗星とともに描いた概念図。左下：　COBE の黄道光観測データをもとに作られた惑星間ダスト分布のモデル（ダスト数密度をコントアで表示）。日心距離や黄道面外距離が大きくなると急激にダスト密度が低減する。右下：　黄道光の明るさの日心距離依存性のモデル計算（太陽離角 90° と 180° の場合）。

黄道光の立体計測

惑星間ダストは、惑星間空間に広く分布する大きさ 10 μm 程度の固体微粒子である。惑星間ダストによる太陽光の散乱光である黄道光は、可視波長で比較的明るく、古くから観測が行なわれてきた [12]。その結果、惑星間ダストは黄道面に集中し、日心距離に反比例する密度分布を持つことがわかった。IRAS や COBE により光散乱特性の影響がない熱放射の観測が行なわれ、ダストの 3 次元分布モデルが構築されたが [13]、視線方向のダストを積分として見る黄道光観測の原理的な不定性により、黄道面外や外惑星領域（$>$ 3 AU）のような密度が低い場所でのダスト分布は未だに明らかになっていない。通常は地球軌道上から観測される黄道光であるが、これを惑星間空間の様々な場所から観測すれば、黄道光の微分値として惑星間ダストの 3 次元分布を測定できる。これまでに、Pioneer10/11 により黄道面内のダスト分布が日心距離変化として可視光で測定された例がある。本計画では、黄道面内のみならず黄道面外や外惑星域も含む極めて広い領域の立体計測を初めて赤外スペクトル観測として行なう。シリケイトや含水鉱物に特有の波長 1 μm や 3 μm 付近の赤外吸収を、日心距離や黄道面外距離ごとに測定できれば、太陽系形成の解明に不可欠なダストの組成と起源に関する重要な情報となる。外惑星領域では、残留黄道光として星間ダストの検出の可能性がある。

4.8.4　研究領域内での位置づけ

EXZIT では、宇宙初期の天体形成過程の解明を目指すことでは WISH や HiZ-GUNDAM と共通の課題に取組むが、これらでは個別に分解しきれない低光度天体群が発する光をもれなく捉えうる宇宙背景放射を観測

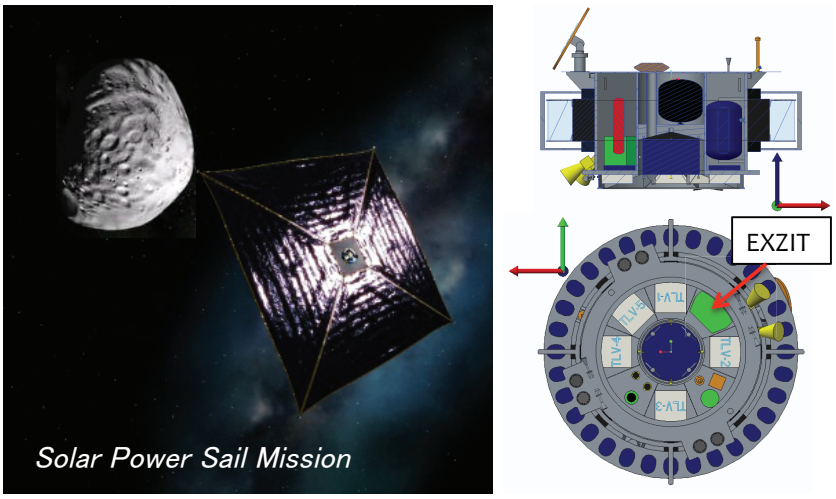


図 4.41: ソーラー電力セイルの概略。左： ソーラー電力セイルによる小惑星探査の想像図。差渡し約 50 m のサイズのセイル膜の中心に探査機本体がある。右： 探査機本体の拡大図。EXZIT は低温環境が実現可能な反太陽面パネルに搭載される。

する。将来のスペース望遠鏡の方向性の観点では、これまでは地球大気の影響がない測定環境を求めて地上からスペースへと向かったように、新たに「深宇宙・惑星間空間からの天文学」を開拓する重要な役割を担う。さらに特筆すべきこととして、本計画は「ソーラー電力セイルによる木星トロヤ群小惑星の探査」という宇宙工学ミッションを主体とした、探査工学、惑星科学、天文学の異分野が連携する世界にも例をみない極めてユニークなミッションである。天文学としては「小規模ミッション」に該当する計画であるが、将来の科学ミッションの試金石となるであろう。

4.8.5 観測装置の概要

ソーラー電力セイル

原子力電池をもたない我が国が外惑星領域の探査を進めるには、他国に先行して IKAROS により実証したソーラーセイル技術が必須である。その本格的な応用としての工学ミッションであるソーラー電力セイルの開発が JAXA を中心に進められている（図 4.41）。打上げは 2020 年代を目標としている。ソーラー電力セイルの主な科学目的は、太陽系始原天体である D 型小惑星が密集する木星トロヤ群の探査であるが、約 5 AU の木星圏に到達するまでは惑星間空間を航行（クルージング）するため、この期間は惑星間空間科学にとって極めて有用である [14]。現在の EXZIT は、このような貴重な機会を天文観測に活かそうとするものである。

EXZIT の主な仕様

EXZIT 仕様

望遠鏡	波長範囲	波長分解能	視野	空間分解能	質量
口径 10 cm	0.6–2 μm	$R \sim 20$	4×0.2 deg^2	1 arcmin	$\sim$ 10 kg
温度 $<$ 140 K	(option 2–10 μm)				

入射光の位置に対して透過波長が線形に変化する Linear Variable Filter（LVF）を焦点面に設置し、その分光像を焦点面 2 次元アレイを用いて撮像するという、グレーティングやプリズム等の分散素子を用いないシン

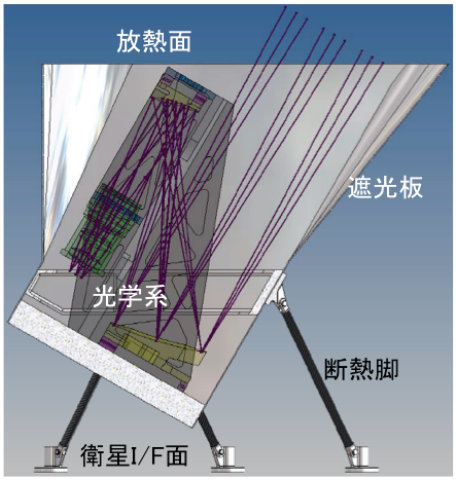


図 4.42: EXZIT の概念設計例。オフセット・グレゴリアン式反射望遠鏡にレンズ結像系を組み合せた光学系設計を示す。光線群は 4° の視野角に対応している。焦点面アレイは描いていない。

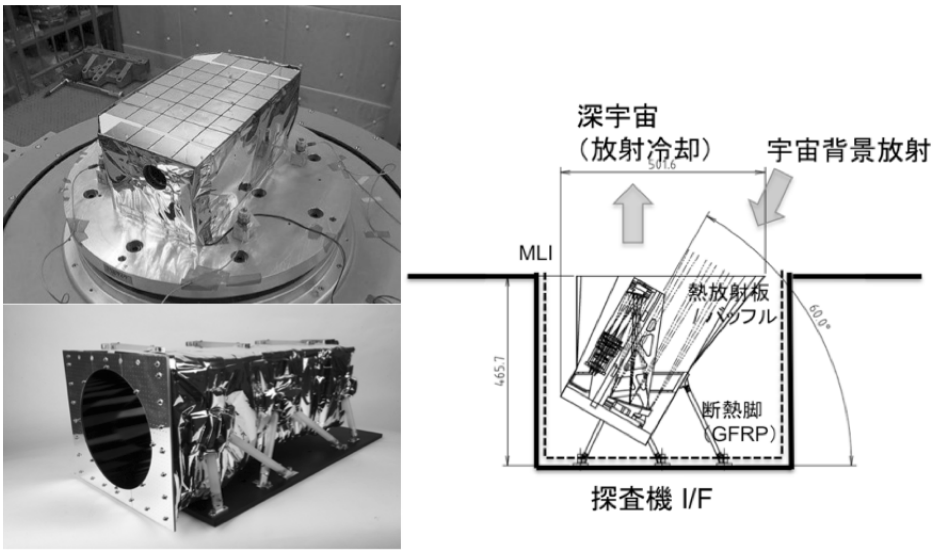


図 4.43: 過去の赤外線観測装置における放射冷却と断熱構造（MLI と断熱脚）の例。左上：　「はやぶさ 2」NIRS3（全系 170 K）。左下：　韓国 STSAT-3/MIRIS（光学系 200 K、検出器 90 K）。望遠鏡開口と同じ方向に開いた宇宙空間へ放射により排熱する。右：　EXZIT の探査機への配置案。探査機の反太陽面パネルに断熱脚により接続し、深宇宙への放射により全光学系を 140 K 以下に冷却する。

プルで広視野の分光光学系を構成する。望遠鏡は迷光が小さいオフセット・グレゴリアン系とし、レンズ光学系で収差補正する（図 4.42）。打上げ前の常温から上空での極低温までの温度変化により性能が大きく変化しないように、レンズ以外の部品はすべてアルミニウム合金で製作する。検出器には CIBER/CIBER-2 で実績のある HgCdTe2 次元アレイを用いる。

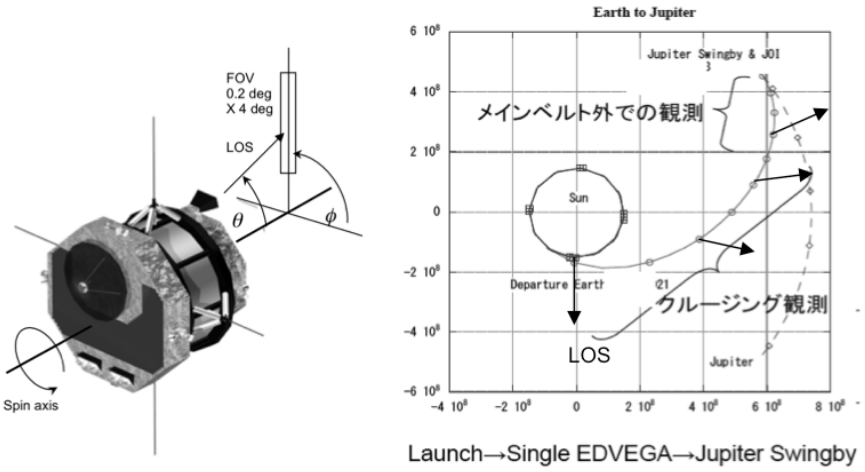


図 4.44: 探査機スピンによるスキャン観測。左： スピン軸と望遠鏡視線方向（LOS）とのオフセット角 θ を半頂角とし、視野角（ここでは 4°）を幅とする円環領域をスキャンしながら分光観測する。右： 探査機軌道（例）と観測天域（探査機スピン軸）の時間変化。

望遠鏡を含む全光学系を熱放射の寄与が無視できる温度（140 K 以下）まで冷却する。検出器は暗電流が無視できる 100 K 以下に冷却する。冷却は深宇宙で特に有効となる放射冷却のみにより行なう。装置を太陽光照射がない位置に取付ける場合、探査機構体からの熱放射と支持構造およびハーネスからの熱伝導に対して適切に断熱すれば、単段の放射シールドと検出器に直結したラジエータを宇宙空間へ露出させるだけで要求される温度まで到達可能である（図 4.43）。

観測モード

観測装置は探査機に固定取付けとする。探査機の自転により LVF の波長変化方向に空間スキャンするとともに、波長変化に垂直な方向には広い視野をとり分光撮像を行なう。木星に向かう探査機軌道においては、時間経過とともにスキャン観測する円環領域が黄経に沿って徐々にシフトし、広域観測が可能となる。（図 4.44）。

4.8.6 主要キー技術の開発状況

小型の近赤外線装置は、IRTS、「あかり」、CIBER/CIBER-2 等の開発実績により技術的成熟度が高く、今後の技術課題は搭載環境が主である。高感度赤外観測のため放射冷却により 80-100 K まで冷却するが、その技術要素は SPICA での開発や「はやぶさ２」NIRS3 の実績が参照できる。探査機の姿勢安定度や深宇宙での通信量制限は主要な課題であり、今後も重点的にシステム検討を行なう。なお、外惑星探査機だけでなく惑星間ダストが希薄な黄道面外軌道に EXZIT を投入する代替案も検討の価値がある。

4.8.7　開発体制

ソーラーセイル WG による開発体制のもと工学ミッションとして準備をすすめ、惑星間ダストの計数やトロヤ群小惑星探査に関わる惑星科学コミュニティのメンバーと協同で搭載機器を検討している。EXZIT の搭載検討は、CIBER/CIBER-2 の開発メンバーを中心とする、関西学院大、東北大、国立天文台、宇宙研の研究者で行なっている。今後の計画進行に伴い、開発体制のさらなる強化が必要である。

4.8.8　準備状況

ソーラーセイル WG 発足当初より、外惑星間空間への機器投入の貴重な機会を利用した科学観測として EXZIT の搭載提案を行ない、探査機システムとともに仕様や要素技術の検討を行なっている。これまでに科研費や ISAS 搭載機器基礎開発経費などにより、光学系や熱構造検討および要素技術実証を実施してきた。ソーラー電力セイルを含む探査技術実証の計画は、日本学術会議大型計画マスタープラン 2014 において総合工学分野の重点大型研究計画として選定された。ソーラー電力セイルは、JAXA 宇宙科学研究所の戦略的中型ミッション（工学）として提案され、最終選考されるミッション候補としてに残っている（2016 年 1 月時点）。

4.8.9　国際情勢

惑星探査の機会が多い米国では、EXZIT より後発で同様の検討がなされた例があるが実現の見通しは立っていない。その他の国では、EXZIT と同様の提案は存在しない。このような国際情勢のもと、世界初の惑星間天文学を日本主導で実現することが強く望まれる。

4.8.10　関連するミッション

EXZIT と相補的であるが深く関連する将来の赤外線ミッションとしては、CIBER-2、NISS、SPEREx が挙げられる。CIBER-2 は、すでに述べたように、CIBER の後継となるロケット実験であり、2018 年ごろの打上げを目指し観測装置を日米韓台で国際共同開発しているところである。CIBER-2 は宇宙赤外線背景放射の非等方性測定を可視〜近赤外の多波長バンドで行い IHL 成分と初代天体成分とを分離する。これは EXZIT の主目的である絶対輝度測定と相補的である。NISS は、宇宙赤外線背景放射や銀河系拡散放射を分光観測する KASI（韓国）の衛星ミッションである。2018 年の打上げが計画されており、CIBER-2 よりも詳しい非等方性の放射スペクトルが観測できる。すでに研究者レベルでは技術的な共同研究が行なわれ、今後さらに進んだ国際協力の可能性を探る。SPHEREx は、Caltech と JPL の研究者らが NASA/SMEX として提案した全天分光サーベイ衛星である（2020 年打上げ予定）。全天の銀河を近赤外で分光観測し、low-z での大規模構造の 3 次元分布を EUCLID や WFIRST よりも高い精度で決定する。これにより宇宙初期の密度ゆらぎの非ガウス性の有無を検証するとともに、宇宙赤外線背景放射の非等方性スペクトルを高精度で測定する。SPHEREx を主導している CIBER チームの米国メンバーと研究者レベルでの協力について協議を行なっている。

参考文献

[1] Kogut, A., et al. 2003, ApJS 148, 161
[2] Bouwens, R. J., et al. 2008, ApJ 686, 230

[3] Loeb, A. & Barkana, R., 2001, ARA&A 39, 19
[4] Matsumoto, T., et al., 2005, ApJ 626, 31
[5] Kashilinsky, A., et al., 2005, Natre 438, 45
[6] Zemcov, M., et al., 2013, ApJS 207, 31
[7] Matsumoto, T., et al., 2011, ApJ 742, 124
[8] Cooray, A., et al., 2012, ApJ 756, 92
[9] Cooray, A., et al., 2012, Nature 494, 514
[10] Zemcov, M., et al., 2014, Science 346, 732
[11] Lanz, et al., 2014, SPIE 9143, 91433N
[12] Leinert et al., 1998, A&A Suppl. Ser. 127, 1
[13] Kelsall, T., et al., 1998, ApJ 508, 44
[14] Matsuura, S., et al., 2014, Trans. JSASS, Aerosp. Tech. Japan 12, ists29, Tr1
[15] H.E.S.S. Collaboration, 2013, A&A 550, A4

4.9 HiZ-GUNDAM (High-z Gamma-ray bursts for Unraveling the Dark Ages Mission)

4.9.1 ミッションの目的

ガンマ線バースト (Gamma-Ray Bursts: GRBs) は 10^{52} erg ものエネルギーをガンマ線放射として解放する、宇宙最大の爆発現象である。図 4.45(左) に示すように数秒から数十秒の短時間だけガンマ線で輝き、その後、時間とともに暗くなる残光を伴う現象である (図 4.45 右)。短時間ではあるが極めて明るく輝くことと、その多くが赤方偏移 $z > 2$ で発生していることから、初期宇宙を探るプローブとして利用されてきている。

そこで、GRB を用いて $z > 7$ の高赤方偏移観測のフロンティアを開拓するために小型科学衛星 HiZ-GUNDAM (High-z Gamma-ray bursts for Unraveling the Dark Ages Mission) を計画している [1]。本ミッションの目的は、**GRB を用いて宇宙暗黒時代の終焉と天体形成の幕開けを観測することで、初期宇宙における星・ブラックホールの形成、宇宙再電離、重元素合成の歴史的な変遷を捉え、初期宇宙形成史の解明に寄与することである。**初期宇宙において最も明るい光源である GRB を観測し、GRB の発生頻度から星形成率を測定する。特にこれまでに十分な観測が行われていない $z > 7$ における GRB を発見し、発生時刻や発生方向などの情報を通報するまでを本プロジェクトの目的とする。それにより、地上や宇宙の大型望遠鏡の観測を促し、宇宙再電離の時期の測定や宇宙最初の重元素の精密観測の実現が期待される。そのため、TMT が掲げている「GRB を用いた初期宇宙探査」という大きな目標を強力に推進できることになる。

「宇宙で最初の星はいつ誕生したのか？」や「この宇宙はどのように進化してきたのか？」という根本的な疑問に対して、明るい GRB を光源として観測的にアプローチできるようになる。また、2020 年代の観測でも初代星からの直接的な放射を観測することは難しいが、初代星が爆発した際に発する GRB 現象を利用すれば、初代星が形成される環境さえも探査できると期待される。

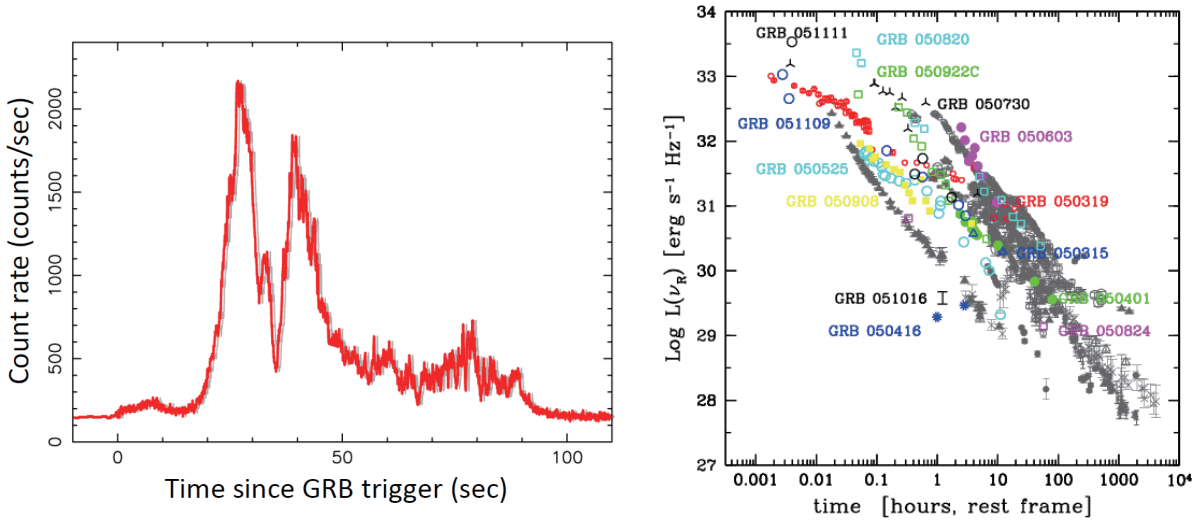


図 4.45: (左図) GRB の光度曲線の例。数 100keV 程度の大量のガンマ線が、激しい時間変動を伴いながら飛来する。(右図) 可視光残光の光度曲線の例。平均的には t^{-1} に比例して減光する。

4.9.2 科学的背景とミッションの概要

昨今の宇宙論は目覚ましい発展を遂げ、精密科学と呼べる域に達してきた。代表的な例として、宇宙マイクロ波背景放射による宇宙論パラメータや宇宙年齢の測定 (137.98 ± 0.37 億年)、Ia 型超新星爆発を標準光源とした暗黒エネルギーの存在証明が挙げられる。大型計算機による第一原理シミュレーションでは、宇宙の晴れ上がり（中性化）から約 2 億年後 (z〜20) には、宇宙で最初の星（初代星・Pop-III 星）が誕生していたと考えられている（図 4.46 左)。第一世代星からの強烈な紫外線放射は中性化した宇宙を再電離し、$z = 7$ の頃には、

現在のようにほぼ完全電離した宇宙が形成したと考えられている。星の核融合で生成された重元素は、超新星爆発や GRB などで宇宙空間にばら撒かれ、水素とヘリウムばかりだった宇宙に新たな要素を付け加えた。このように、赤方偏移が $7 < z < 20$ の 6 億年という僅かな時間で宇宙は劇的に変化し、宇宙の運命を決定づけたといっても過言ではない。その頃の物理状態を探査することは、現代宇宙論にとって最も重要な研究対象であり、電磁波で天体を観測できる最後の砦とも言える。

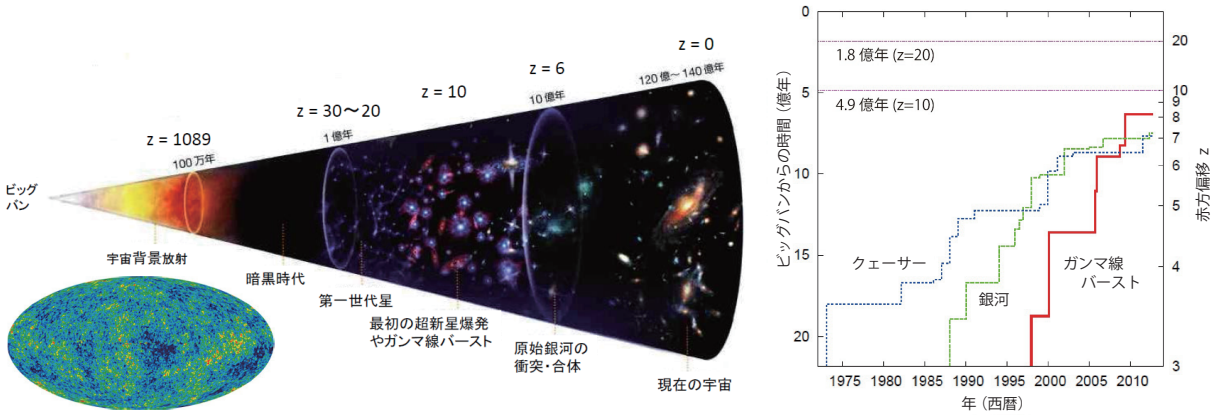


図 4.46: (左図) 宇宙の歴史的変遷を模式的に示した図。HiZ-GUNDAM は $7 < z < 20$ の宇宙における星・ブラックホール形成史、宇宙再電離や重元素合成の解明に寄与する計画である。(右図) これまでの最高赤方偏移の年代推移。GRB は銀河と並んで最遠方天体と言える。

これまでの GRB 観測の歴史を、高赤方偏移観測の視点で俯瞰してみる。図 4.46（右）は、天体ごとの最高赤方偏移（分光観測）の年代推移を示している。GRB は 1997 年に初めて赤方偏移が測定されて以来、急速に記録を伸ばしてきた。現在は $z = 8.2$ の GRB が分光観測されており [2] [3] 測光観測では $z = 9.4$ が確認されている [4]。今後もこの記録は伸びると期待されている。しかしながら、このイベントについては光学分光による赤方偏移の同定はできたものの、宇宙の物理状態については何一つ情報を得られていない。

一方で、すばる望遠鏡で観測した GRB 050904 ($z = 6.3$) の可視残光スペクトルからは、大きく赤方偏移を受けたライマン α 吸収の Dumping Wing 形状を測定し、宇宙がほぼ電離していたことを明らかにした。また、スペクトル中の吸収線から炭素や酸素などの重元素組成を測定することができている [5] [6]。さらに GRB 130606A では、初めて銀河間空間に中性水素が存在する兆候を $3\,\sigma$ の有意性で検出している [7]。したがって、赤方偏移 $z > 7$ の GRB を用いて、このような良質のデータを取得することが次の課題と言えよう。赤方偏移 $z > 7$ を探求するには、最も重要なライマン系列端 (912 Å) やライマン α 線 (1216 Å) を近赤外線で観測する必要がある。

そこで我々は、赤方偏移の効果を強く受けた GRB を検出するために 10 keV 以下に感度を有する広視野 X 線撮像検出器と、可視光・近赤外線望遠鏡を同時に搭載した衛星 HiZ-GUNDAM (High-z Gamma-ray bursts for Unraveling the Dark Ages Mission) を計画している。

1. 広視野 X 線撮像検出器で GRB を発見し、発生時刻と大まかな発生方向を第一報のアラート情報として地上観測者へ通報する。

2. X 線の情報を元に自律的に衛星姿勢を変更し、近赤外線望遠鏡で追観測を実施する。

3. 近赤外線で詳細な発生方向を同定し、測光観測によって赤方偏移と明るさを測定した上で、第二報のアラート情報を通報する。

続けて、残光が明るいうちに大型望遠鏡を用いて詳細な分光観測を実施し、$z > 7$ の GRB に対する高分散可視光・近赤外線スペクトルを取得する。これにより、宇宙再電離や重元素合成の歴史といった、現在の宇宙論における最重要トピックの解明を目指す。GRB は大質量星の終焉（重力崩壊型超新星爆発）で発生し、恒星

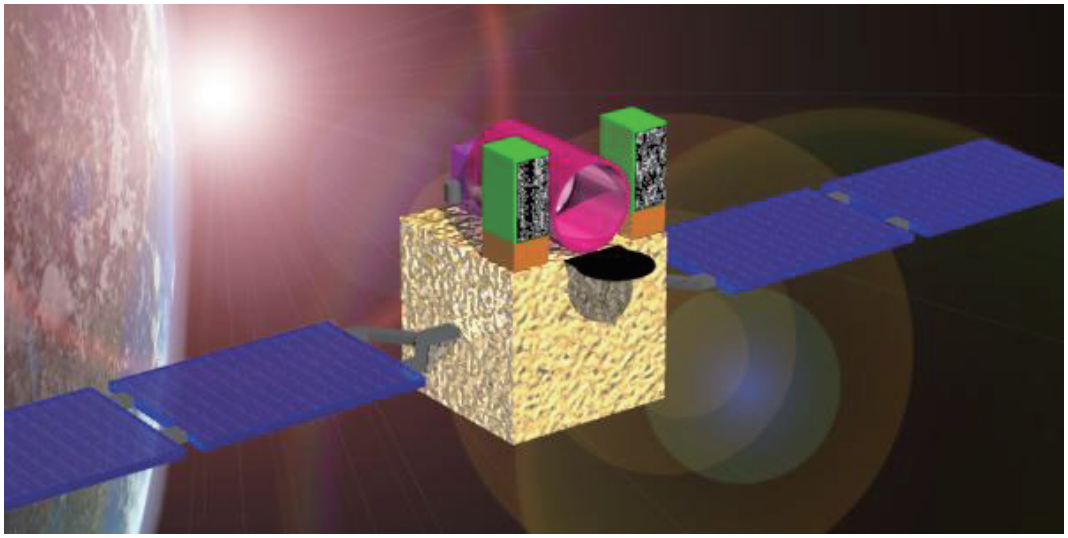


図 4.47: HiZ-GUNDAM の構想図。広視野 X 線撮像検出器と口径 30 cm の近赤外線望遠鏡を同時に搭載する。X 線で発見した GRB に対して迅速に近赤外線で追観測を行い、測光赤方偏移を同定する。高赤方偏移 GRB の候補天体を発見した場合は、地上の大型望遠鏡で分光観測を行う。

質量ブラックホールを形成するため、星形成歴やブラックホールの誕生・進化、超新星爆発のメカニズム、活動銀河核のブラックホール進化などの天文学的課題も探求できると期待している。

HiZ-GUNDAM で掲げるサイエンス目標は、高エネルギー天文学と可視光・近赤外線天文学の融合と、衛星観測と地上観測との密接な連携を通じて初めて実現できるものである。さらに、X 線や近赤外線で変動天体をモニターし，様々な波長帯および非光子での観測を主導・補助することは，Time Domain Astronomy の発展に寄与し、新たな天文学分野を開拓できる discovery space の一つと言えるだろう。NASA の Decadal Survey 2010 の中で記述されている Science Frontier Discovery には 5 つの項目を重点課題として取り上げているが，HiZ-GUNDAM を主軸とした突発天体の観測により，(1) 重力波天文学の発展，(2) Time Domain Astronomy，(3) 宇宙再電離時期の特定，の 3 項目に貢献できることとなる。

4.9.3　ミッション機器

科学目的を達成するために、赤方偏移の効果を強く受けた GRB を検出し、自律制御で衛星の姿勢を変更した上で、近赤外線望遠鏡で追観測を実施する。以下の 2 種類のミッション機器の搭載を検討している。

1. **コーデッドマスクを用いた広視野 X 線撮像検出器**
   高赤方偏移 GRB は、これまでに観測されてきたガンマ線帯よりも X 線帯での検出が有効である。1 ～ 20 keV 帯域で視野 1 ステラジアンを監視する X 線撮像検出器により、軟 X 線帯域で Swift 衛星の約 10 倍の感度で高赤方偏移 GRB を監視する

2. **口径 30 cm 可視光・近赤外線望遠鏡**
   赤方偏移 $z > 7$ の GRB が作り出す水素のライマン α 吸収端は $\lambda > 970$ μm の近赤外線となるため、可視光だけでなく近赤外線での観測が重要となる。GRB 発生の約 1 分後からの追観測を実施し、波長 $1 \sim 2.5$ μm の近赤外線バンドで限界等級が 20.7 等級 (AB) の測光観測を実現する

通常の GRB や X-ray flash (XRF) を年間 100 イベントの頻度で検出する中から、その 1 割程度の高赤方偏移 GRB の候補を選出し、効果的に大型望遠鏡での観測を促したいと考えている。以下、各検出器に関する情報をまとめる。

広視野 X 線撮像検出器

現在、1 次元シリコンストリップ検出器 (SSD) とコーデッドマスクを組み合わせた広視野 X 線撮像検出器を開発している。赤方偏移の効果を強く受けた GRB を検出するために、1〜20 keV 帯域で有効面積 500 cm^2(検出器面積 1000 cm^2)、1 ステラジアンの視野を有する検出器を採用する。図 4.48（左）に、検出器の感度曲線を示す。GRB の典型的なエネルギー (E_{peak}) が約 1 keV となるような高赤方偏移 GRB に対しては、Swift/BAT および SVOM/ECLAIR と比較して 1 桁程度も良い感度を達成することができる。また、さらなる高感度を実現するためにイメージングトリガー機能を充実させることを検討している。図 4.48（右）には、近年の GRB 検出器の有効面積を示す。HiZ-GUNDAM の広視野 X 線撮像検出器は、これまでに実現したことのないディスカバリースペースを開拓することになる。検出器の諸元を表 4.14 に示す。

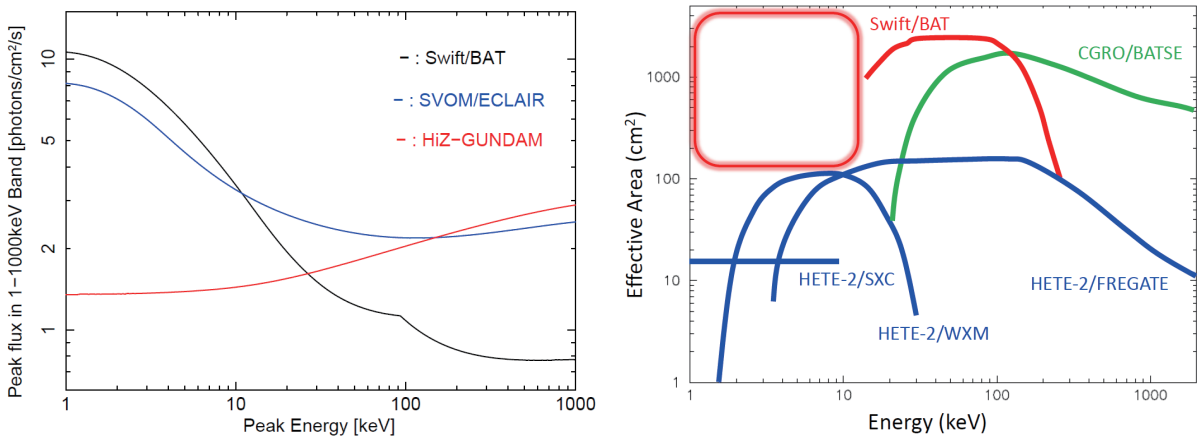


図 4.48: （左）広視野 X 線撮像検出器の感度曲線（黒：Swift/BAT, 青:SVOM/ECLAIR, 赤:HiZ-GUNDAM, すべて S/N=8 を想定)。赤方偏移の効果を強く受け、E_{peak} が数 keV となるような GRB に対しては、1 桁程度高い感度で検出できる。（右）近年の GRB 検出器の有効面積。10 keV 以下の帯域で有効面積が 100 cm^2 を上回る検出器は存在しなかったため、広視野観測におけるディスカバリースペースと言える。

図 4.49（左）に開発中の検出器を示す。写真上部の SSD と読み出し専用の集積回路 (ASIC) を独自に開発し、エネルギー閾値としてすでに 2 keV 以下を達成している。図 4.49（右）には、実際にコーデッドマスクを用いた撮像システムを構築し、撮像機能を実証している。

項目	諸元	コメント
検出器	シリコンストリップ	X 軸/Y 軸の 2 台
ストリップ幅	300 μm	
シリコン厚	500 μm	
コーデッドマスク	タングステン	500 μm 程度
エネルギー帯域	1 ∼ 20 keV	
視野	1 ステラジアン以上	
有効面積	500 cm^2	幾何学面積は 1000 cm^2
角度分解能	約 10 分角	光子統計の重み付けで 5 分角

表 4.14: 広視野 X 線検出器の諸元表

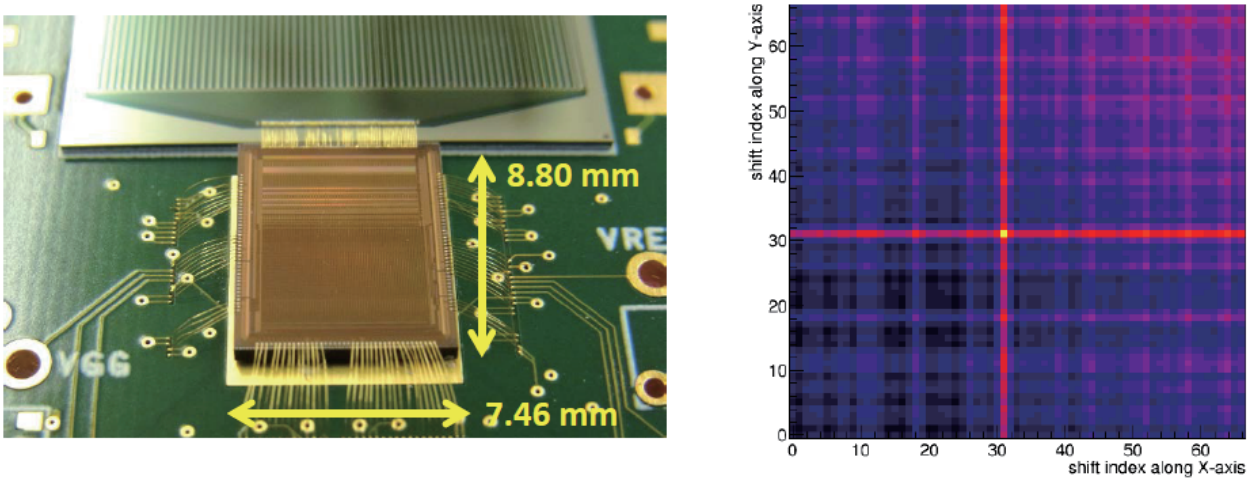


図 4.49: (左図) シリコンストリップ検出器に読み出し集積回路を実装したもの。(右図) タングステン製のコーデッドマスクを利用して放射線源を撮影したもの。X 軸・Y 軸それぞれの 1 次元撮像を組み合わせることで、その交点として GRB の方向を特定することができる。

近赤外線望遠鏡

高赤方偏移 GRB の残光に対して良質な分光データを取得するためには、残光が明るいうちにできるだけ早く大型望遠鏡で観測を開始する必要がある。すべての GRB に対応できない以上、GRB 発生直後に系統的かつ網羅的に残光を観測し、高赤方偏移の候補を選出することと、分光可能な明るさであるかの情報を提供することで、大型望遠鏡による効果的な追観測に結びつくだろう。

図 4.50 に赤方偏移 $z = 7$ で発生した GRB の近赤外線残光の予想等級を示す。また同時に、大型望遠鏡の代表としてすばる, TAO, JWST, TMT の分光感度を示している。例えば GRB 発生から 30 分以内に 20.7 等級 (AB) 以上の明るさであることを提示できれば、すばる望遠鏡や TAO で分光可能なターゲットを提示できる。また、TMT や JWST の感度は十分であるため、1 日後であっても分光可能であると判断できるが、この場合も GRB 発生から 30 分後に明るさを押さえておけば、1 日後の等級が予想できる。したがって、HiZ-GUNDAM によるミッション要求として、30 分後に 20.7 等級 (AB) の限界等級で測光観測を行い、photometric redshift を提示することと位置付けている。

HiZ-GUNDAM に搭載予定の近赤外線望遠鏡は口径 30 cm を想定しており、赤外線背景放射観測プロジェクト CIBER-2 と同等のスペックとなっている。これまでにジェネシア社と検討を行い、図 4.51(左) に示すように、望遠鏡前面に反射型バッフルを設けることで太陽光および地球光の侵入を防ぎ、かつ斜入射光学系（オフセット・グレゴリアン）を用いることで迷光を避ける構造となっている。バッフルはラジエータとして機能し、望遠鏡を冷却することができる。望遠鏡の側面・底面・背面は MLI を用いたサンシールドで保護し、上面はラジエータとして機能させる。衛星を極軌道に投入し、太陽光や地球光を避ける姿勢で運用すれば、常時 200 K 以下を維持できると想定している。

撮像検出器は可視光 1 バンド (HyViSi 0.5 ∼ 0.9 μm)、近赤外線 3 バンド (HgCdTe: 0.9 ∼ 1.5 μm, 1.5 ∼ 2.0 μm, 2.0 ∼ 2.5 μm) の合計 4 バンドで構成する。これは高赤方偏移の Lyα 端とダストによる吸収とを区別するために最低限必要な構成である。図 4.51(右) にレイトレースの結果を示す。3 分露光で 20 等級 (AB) の検出限界 (S/N=10) を達成し、先に示したミッション要求を満足する設計となっている。主鏡・副鏡およびレンズ系は放射冷却で 200 K 以下を保ち、検出器部のみ冷凍機によって 80 K 程度まで冷却する予定である。より確度を高く高赤方偏移 GRB を選定するためには、K バンドまで拡張することが有効であると考えている。望遠鏡のシステム設計において温度条件が満足できるようならば、拡張を検討することにしている。

近赤外線検出器における主な雑音源は、読み出し雑音である。従って、焦点面において 2 秒角／ピクセル程

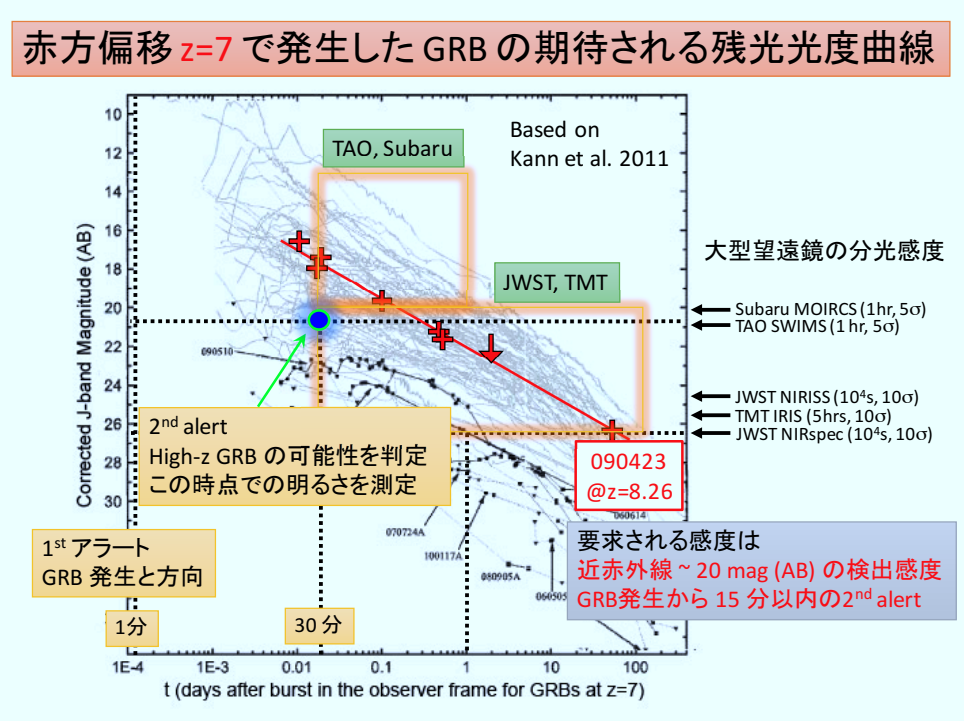


図 4.50: これまでに観測された GRB 残光が、赤方偏移 $z = 7$ で発生した場合に予想される光度曲線。Kann et al. (2011)[10] を参考に、K-correction および Time Dilation の効果を考慮して変換した [1]。GRB 発生後 30 分以内に photometric redshift と明るさを通報することで、すばる望遠鏡、TAO, JWST, TMT などによる分光追観測を促す。

項目	諸元	コメント
口径	直径 30 cm^2	
光学系	オフセットグレゴリアン	
反射バッフル	直径 68 cm, 長さ 30 cm	
焦点距離	183.5 cm (F6.1)	
視野	34 分角 × 34 分角	
プレートスケール	2 秒角/ピクセル	1 ピクセル = 18 μm
鏡筒温度	$T < 200$ K	
バンド 1	0.5–0.9 μm	HiViSI, 限界等級 21.4 mag(AB)
バンド 2	0.9–1.5 μm	HgCdTe, 限界等級 21.3 mag(AB)
バンド 3	1.5–2.0 μm	HgCdTe, 限界等級 20.9 mag(AB)
バンド 4	2.0–2.5 μm	HgCdTe, 限界等級 20.7 mag(AB)
		（※ 限界等級は全て 10 分露光, S/N = 10）

表 4.15: 可視光・近赤外線望遠鏡の諸元表

度と設定しても検出感度に影響は無い。１回の露光時間内での衛星擾乱が 2 秒角程度に抑えられれば良く、これは小型衛星規模でも実現可能なレベルである。また、GRB 検出後の姿勢変更についても、60 度／60 秒の機能を有しているため、約 1 分後からの追観測を実施する姿勢変更についても標準バスで実現できると考えられる。ただし、姿勢擾乱を十分に抑え込めるよう、システム設計を進める必要がある。

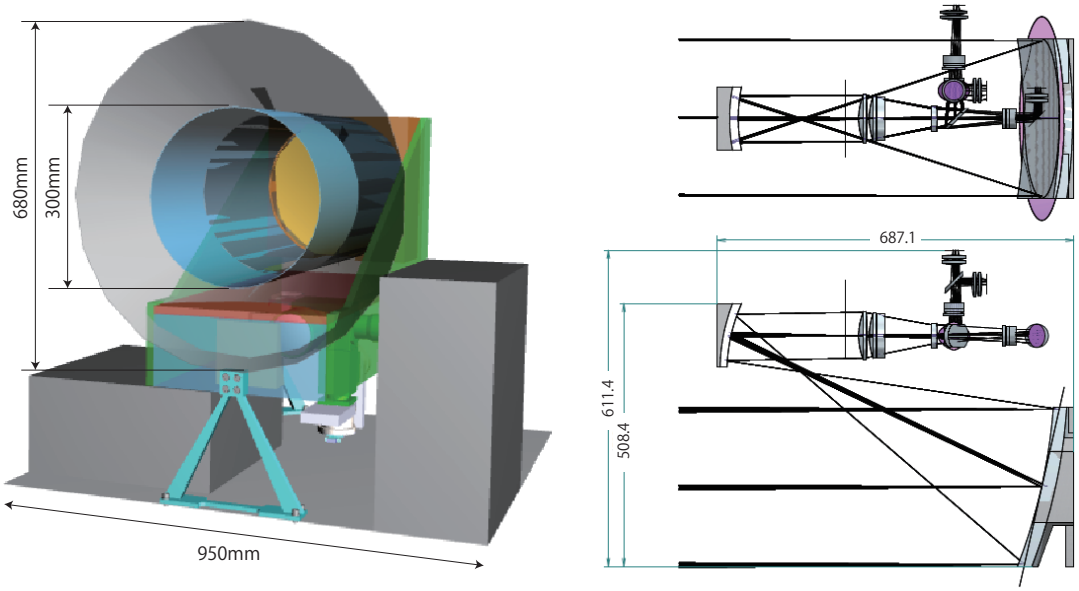


図 4.51: (左図) 機器レイアウト図。直径 30 cm の望遠鏡に反射型バッフルを取り付け、カメラユニットは望遠鏡の直下に配置する。両脇の黒い箱は X 線検出器を表している。(右図) 望遠鏡の光学系に対するレイトレース。3 枚のダイクロイックミラーにより 4 バンドに分割している。

4.9.4　様々な突発天体の追観測

HiZ-GUNDAM の掲げる主なサイエンス目標は、GRB を用いた初期宇宙探査であるが、搭載検出器の性能を考えると突発天体・変動天体に関する様々なサイエンスが行える。

2010 年代後半から、KAGRA や Advanced-LIGO, Advanced-VIRGO のような世界の重力波観測施設が本格的に稼働しはじめる。重力波源としての最有力候補は「コンパクト星同士の合体（中性子星連星など）」であるが、同時に short GRB を発生すると予想されている。さらに中性子過剰核の原子核崩壊に伴う macronova (kilonova) が伴うことが発見された。重力波観測だけで決まる方向は 10 度以上と粗いため、発生源の特定が困難である。HiZ-GUNDAM による広視野 X 線モニターおよび近赤外線望遠鏡での追観測により、重力波と同期した short GRB (特に extended emission) やその他の X 線突発天体の方向を精度良く特定できるため、重力波天文学という新たな学術領域の創成に貢献できるだろう。

さらに GRB 固有の研究として、赤方偏移 $z < 1$ の X 線フラッシュ(X-Ray Flash : XRF) や、optically dark GRB と呼ばれる明るい残光を伴わない種の GRB について研究を発展させられるだろう。XRF は GRB と類似した振る舞いを示すが、10 keV 以下の X 線領域で主に輝き、通常の GRB のような 100 keV 帯域の放射はほとんど見られない天体現象である。GRB と同様に大質量星の崩壊に伴って発生すると考えられており、関連性が極めて深い現象である。Swift 衛星は 15 keV 以下に感度が無かったため全くと言って良いほど研究が進まなかった。XRF のローカルな発生率は、GRB よりも 10 倍程度多いと見積もられているため、XRF・GRB の包括的な研究は星の最期を理解する上で極めて重要な位置づけとなっている。また、optically dark GRB を早期に近赤外線で追観測することで、大質量星の形成環境（ダスト吸収など）の調査や、そもそも暗い放射メカニズムなのかの特定をすることができるだろう。

GRB の発生を待ち受けている間は、近赤外線望遠鏡によるサーベイ・モニター観測を実施できる。図 4.52 に、1 年間（運用効率 1/2 を仮定）で実現できるサーベイ領域と限界等級を示す。天体が 3×3 ピクセルに広がると仮定し、1 % の偶然確率の混入限界を見積もると、1–1.5 μm 帯で 24 mag(AB) 程度となることから、図 4.52 の赤い実線が実効的な感度となる。2 MASS カタログを越える広域カタログの生成や、超新星爆発や変動天体のモニター観測、高赤方偏移クェーサーの photometric 探査などに活用できる。

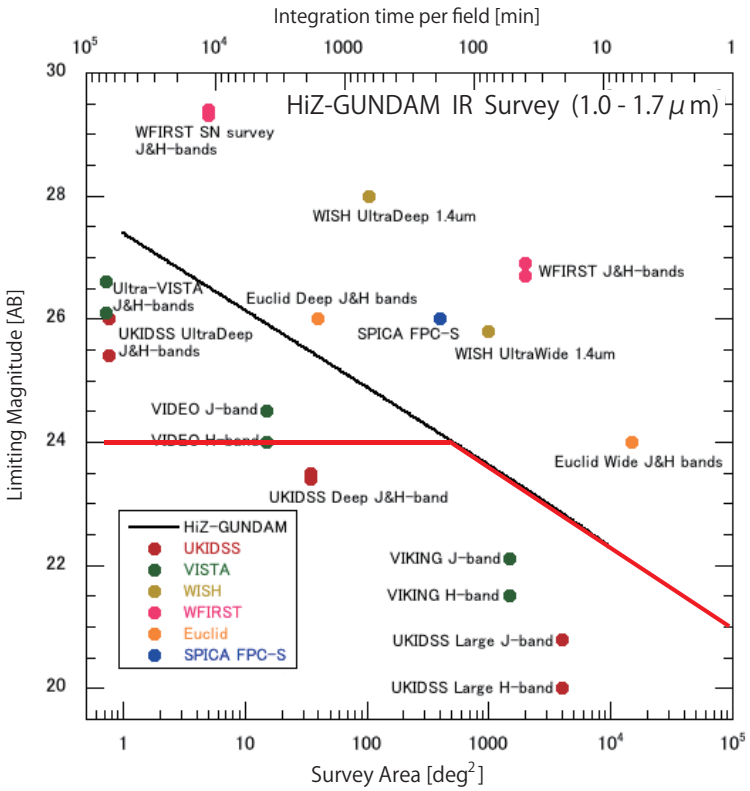


図 4.52: 近赤外線望遠鏡による予想感度とサーベイ可能領域

高密度天体（ブラックホール、中性子星、白色矮星）において「時間変動」は基本的な性質の１つであり、他にも多種多様な天体について突発天体の監視は重要である。星からの巨大フレア現象は太陽などの主系列星の性質を理解するとともに、宇宙天気にも関連する重要なテーマである。超強磁場の中性子星（マグネター天体）はバースト活動や定常Ｘ線の突発現象など変動性の高い天体として知られ、極限的な磁場における物理や高密度な内部への新しい観測の窓になりつつある。また、Ｘ線バーストを生じる中性子星の質量や半径の精密測定から、高密度物質への状態方程式の観測的研究も再び活発になってきている。激しく変動するブレーザー天体は、相対論的な速度を持った宇宙ジェットの形成メカニズムを探求する場であり、これは高エネルギー天文学最大の謎の１つと言える。これらの天体の活動性をＸ線でモニターし、迅速に近赤外線望遠鏡で追観測することで、Time Domain Astronomy の発展に大きく寄与できるほか、地上の TeV ガンマ線観測計画 (CTA) やニュートリノ観測 (IceCube) などとも連携できることから、突発天体を主軸としたマルチメッセンジャー天文学へも貢献できることになる。

4.9.5 他の天体を用いた初期宇宙観測との相補性

初代天体と再電離 (3.4 節) でも説明されているように、クェーサーによる Gunn-Peterson テストなどでも宇宙再電離の測定が行われているが、中性水素の割合が 10^{-3} よりも高くなると吸収線構造が飽和して測定が不可能となってしまう。また、宇宙マイクロ波背景放射は視線方向に積分された情報であるため、明確な時期の特定は難しいと考えられるし、複数回の電離を受けたような状況は判別できなくなってしまう。

GRB は突発天体であるために周辺環境への影響が少なく、さらに、その母銀河は進化の進んでいない矮小銀河であることが多いため、より一般的な無バイアス性の高い観測が可能となる。しかも、GRB 残光のスペクトルは単純なベキ型であることから、Lyα 端の減衰翼の構造を捉えやすい点でも不定性の少ない観測が行える。銀河進化やクェーサーの観測と相補的な利点が多く、共同で推進すべき課題である。

4.9.6　国内外の関連研究動向と今後の戦略

2020 年代前半の GRB 衛星として、中国・フランスが SVOM 衛星を計画している。このミッションの位置付けとしては Swift 衛星の後継機で、GRB の観測を継続するという意味合いが強い。GRB 検出器の感度は 10 keV 以下においても Swift 衛星と同等の感度しか達成できない。HiZ-GUNDAM の方が 1 桁程度も高感度で、高赤方偏移 GRB や軟 X 線突発天体に対しては圧倒的に有利である。さらに、SVOM の可視光望遠鏡は 400–950 nm を観測波長帯としているため、赤方偏移 $z > 7$ の GRB には原理的に対応できない。地上に 1.2 m の近赤外線望遠鏡を建設する可能性もあるが、感度は不十分と言える。GRB を用いた初期宇宙観測のフロンティアを開拓するためには、HiZ-GUNDAM のように高赤方偏移観測に特化したプロジェクトが必要である。

2011 年に NASA の Explorer Mission Program に対して、JANUS（ペンシルバニア州立大学）[8] と Lobster（NASA/GSFC）[9] という 2 つのミッションが提案された。いずれも GRB を用いた初期宇宙観測を主題としていたが、科学的意義は高評価だったものの技術的課題が指摘され、採択には至らなかった。我々は Lobster 計画を率いている Neil Gehrels 氏 (現 Swift 衛星のリーダー) との国際協力関係として、運用面と X 線検出器の技術共有の面で協力していただくこととなっている。具体的には、Swift 衛星がリアルタイムアラートを提供する際に利用している TDRS 中継衛星についての技術やノウハウを共有させていただき、HiZ-GUNDAM でも利用できるかを共同で検討する。また、X 線撮像検出器の技術は、Swift-BAT 検出器と共有できる点が多いため、技術面でもサポートしていただく。

4.9.7　ワーキンググループメンバー

HiZ-GUNDAM 計画は、国内の GRB 研究者のほぼ全員が参画しているプロジェクトであり、GRB コミュニティの総意として推進しているものである。地上大型望遠鏡による追観測体制について TAO 計画との共同観測を行えるよう調整している。

1. X 線・ガンマ線検出
   米徳大輔（金沢大）、三原建弘（理研）、澤野達哉（金沢大）、河合誠之（東工大）、有元誠（東工大）、池田博一（ISAS/JAXA）、榎戸輝揚（理研）、大野雅功（広島大）、黒澤俊介（東北大）、郡司修一（山形大）、坂本貴紀（青山学院大）、芹野素子（理研）、田代信（埼玉大）、谷森達（京都大）、中川友進（ISAS/JAXA）、村上敏夫（金沢大）、谷津陽一（東工大）、山内誠（宮崎大）、山岡和貴（青山学院大）、吉田篤正（青山学院大）、Lorenzo Amati (INAF)

2. 赤外線望遠鏡
   川端弘治、 吉田道利 （広島大）、松浦周二（ISAS/JAXA）、津村耕司（東北大）、松本敏雄（台湾中央研究院）、白簱麻衣、柳澤顕史、沖田博文、田中雅臣、成田憲保、福井暁彦（天文台）、浦田裕次（台湾国立中央大学）、本原顕太郎（東京大）、Jochen Greiner (MPE)

3. 理論検討
   浅野勝晃（宇宙線研）、井岡邦仁（高エネ研）、泉浦秀行（国立天文台）板由房（東北大）、伊藤裕貴（理研）、稲吉恒平（コロンビア大）、井上進（宇宙線研）、川中宣太（東京大）、諏訪雄大（京都大）、高橋慶太郎（熊本大）、寺木悠人（理研）、當真賢二（東北大）、戸谷友則（東京大）、長倉洋樹（京都大）、長滝重博（理研）、中田好一（東京大）、中村卓史（京都大）、新納悠（国立天文台）、松本仁 （理研）、水田晃（理研）、村瀬孔大（ペンシルバニア州立大）、山崎了（青山学院大）、横山順一（東京大）Maria Giovanna Dainotti (RIKEN) Maxim Barkov (RIKEN) Jirong Mao (Kyushu Univ.) Alexey Tolstov (Kavli IPMU)

4. 衛星システム検討
   山田和彦（ISAS/JAXA）

参考文献

[1] Yonetoku, D., et al., SPIE, 9144, 91442S, 12 (2014)
[2] Tanvir, N. R., et al., 2009, Nature, 461, 1254
[3] Salvaterra, R., et al., 2009, Nature, 461, 1258,
[4] Cucchiara, A., et al., 2011, ApJ, 736, 7
[5] Kawai, N., et al., 2006, Nature, 440, 184
[6] Totani, T., et al., 2006, PASJ, 58, 485
[7] Totani, T., et al., 2014, PASJ, 66, 63
[8] Roming, P., et al., 2008, HEAD meeting, 10, 28, 22
[9] Gehrels, N., et al., 2012, Proceedings of IAU Symp., 285, 41
[10] Kann, D. A., et al., 2011, ApJ, 734, 96

第5章　地上プロジェクト

5.1　地上計画検討班の活動経緯

5.1.1　班員

地上計画班は、当初、中規模以上のプロジェクトに焦点をあて、各プロジェクト１人ずつからなる以下の班員で出発した。地上計画班長　土居　守（東京大学)、TMT: 柏川伸成（国立天文台)、すばる望遠鏡　ULTIMATE SUBARU: 児玉忠恭（国立天文台)、すばる望遠鏡　PFS: 菅井　肇（東京大学)、TAO:　土居　守（東京大学)、京大 3.8 m: 岩室史英（京都大学)、南極中口径望遠鏡 AIRT: 市川　隆（東北大学)、SGMAP: 吉田道利（広島大学)。

5.1.2　活動経緯の要旨

2014 年 3 月 14 日に一回目の会合を開いた。班長は土居が、副班長は柏川が務めることとなった。班員について、すばる望遠鏡全体の将来計画に詳しい人も必要ということで、国立天文台ハワイ観測所副所長の岩田　生氏に参加していただいた。また、2015 年 2 月には PFS の組織の改編に伴い、PFS の担当は菅井氏から東京大学の田村直之氏に交代した。

検討するプロジェクトの選択は、現在の地上大型望遠鏡の柱であるすばる望遠鏡に関係した将来装置計画と、2020 年代の日本の地上光赤外線望遠鏡の柱となる TMT を大型計画として選択した。また中型計画としては、日本学術会議物理学委員会・天文学・宇宙物理学分科会光赤外線天文連絡会の依頼をうけ、光赤外線天文連絡会によって、検討された計画のうち、望遠鏡計画のみを選択した。系外惑星の計画はサイエンスの検討に分類するのが今回の検討書の形ではより適切だと判断をしたためである。

班員による検討会は以下のスケジュールで TV 会議によって行われた。

2014 年 3 月 14 日 第一回班員会議: 前述の班員の議論を行った後、当面の目標設定を議論した。とくにサイエンス班の検討にむけ、大至急、各プロジェクトのサマリースライドを作成することとした。

2014 年 4 月 3 日 各プロジェクトのサマリースライドを松原委員長に提出。

2014 年 4 月 10 日 松原委員長よりサイエンス班へサマリースライド公開。

2014 年 8 月 19 日 第二回班員会議: 各計画の進捗状況について報告しあった他に、地上計画班の活動全体について以下のような議論を行った。柱となる地上大規模計画は、TMT 中心ということで予算が認められ進み始めた。中規模計画については、2012 年に学術会議の長期計画の議論の一環として光赤天連で一度議論をした。それぞれが努力をして予算が大半あるいは部分的についたところもあり、再度大きく検討をしなおすタイミングではないと思われる。しかしながら、計画の数は多く、2020 年代の光赤外線天文学の健全な発展のため、また他分野に光赤外線分野のビジョンを示すために、サイエンス班と連携をとりながら、目的、大規模計画との関係やシナジーなどを整理して示したい。そのためには、すばる望遠鏡などの共同利用を中心とした観測装置の整備などと、目的を絞った大学の計画は区別が必要であろう。ただし、TAO や京大 3.8m は、中間の位置づけを持つ部分がある。共同利用に関係した観測装置の将来

計画については、光赤外専門委員会でも検討をされているので、班の一部の人でワーキンググループを作ってたたき台を作ると良いだろう。

2014 年 9 月 8 日　2014 年度光学赤外線天文連絡会シンポジウム「光赤外分野の展望〜将来計画検討書中間報告会」にて、全体の議論および各計画の進捗状況を紹介した。

2015 年 2 月 18 日　各計画の執筆を開始した。

2015 年 3 月 6 日　第三回班員会議：執筆及び調整のスケジュールのうちあわせを行った。TMT との関係とスペースあるいは他のプロジェクトとの関係を計画書に含めることとした。地上望遠鏡は長期間にわたり使うことも考慮し、全体のまとめのところでは

- ピラミッド的に望遠鏡のサイズ分布を描き、相補性をアピールする図をつくる、
- 年表もシンプルなものを作る、

そして

- 班長・副班長でたたき台を作る

こととした。TMT をさらにどのくらい応援すべきかは、TMT 推進室と密に連絡して調べる。

2015 年 6 月 10 日　各地上計画の原稿を、松原編集委員長・事務局へ提出した。

2015 年 6 月 15 日・24 日　第四回班員会議（全員の予定があわなかったため、二回に分けて開催）：スペース計画の検討を中心に、今後のスケジュールなど全体状況の情報を共有した。

2015 年 7 月 8 日 スペース将来計画シンポジウムにて、児玉氏が地上計画班の報告を行った。また他班原稿にも目を通し、7/24 までにコメントがあれば編集事務局へ連絡をすることとする。また各プロジェクト、TMT, SPICA を中心に、連携、相補性についての節を必ず作ることとする。

2015 年 9 月 11 日　班長による検討要旨原案を、班員へ送付した。

2015 年 9 月 14-16 日　2015 年度光学赤外線天文連絡会シンポジウム「光赤外将来計画：報告書の最終取りまとめと長期戦略への布石」にて、議論を行った。地上班検討書原案の紹介が、土居班長からあった。その場で出た意見としては、スペースとのシナジーの議論をとりいれるべきこと、大学間連携の重要性を強調すること、などである。またシンポジウムの後、地上計画のとりまとめの図について、望遠鏡の口径と数をまとめているようなピラミッド的な観点のみに見えるので、大型・超大型望遠鏡はインパクトのある科学的成果を多数出していく能力を有するという逆ピラミッド的な観点も取り入れるべき、との意見がでた。これを反映させた図を班長・副班長で作成し、地上計画班で持ち回りで議論を行い、 とりまとめた。

5.2　世界の光赤外天文学の来し方 : 地上編

5.2.1　我が国におけるこれまでの主な望遠鏡プロジェクト

はじめに

地上の光赤外望遠鏡の日本における歴史は、2008 年に日本天文学会百年史編集委員会により編集され恒星社厚生閣より発行された「日本の天文学の百年」に黎明時期から詳しく記されている。また光赤外将来計画検討委員会によって 2005 年に編集された「2010 年代の光赤外線天文学 将来計画検討報告書」にも、岡山天体物理観測所・木曽観測所・上松天体赤外線観測室・ハワイ観測所を中心に記されている。ここでは、2005 年以降の進展を中心に主な観測所を簡潔に紹介する。

岡山天体物理観測所

東京大学東京天文台では、乗鞍コロナ観測所が 1949 年に設置されたのに続き、天体物理学の観測研究を推進しようと、大反射望遠鏡を国内に設置する計画を当時の台長萩原雄祐を中心に推進した。1953 年 5 月、日本学術会議から総理大臣宛てに政府への要望が提出され、翌 1954 年 6 月に、英国から 188 センチメートル（74 インチ）反射望遠鏡を購入するための予算措置が国会で承認された。東京天文台では台内に藤田良雄氏を委員長として 74 吋建設委員会を設置し、計画の立案推進をおこなった。望遠鏡の設置場所は、気象庁の協力で岡山県・静岡県・長野県内の三候補地が選定され、小型望遠鏡による星像（シーイング）の測定などが行われ、その結果、1956 年 6 月に建設地は岡山県の現敷地と決定された。188 センチメートル望遠鏡は、カセグレン分光器 2 台、クーデ分光器 1 台とともに、英国グラブ・パーソンズ社より購入することとなり、また 91 センチメートル反射望遠鏡 (36 吋光電反射赤道儀) が、日本光学工業株式会社で製作されることとなった。1958 年 12 月、現地でドームの起工式が行われ、1960 年 10 月に、観測所開所式が 188 センチメートル望遠鏡ドームの傍で挙行された。

観測プログラムは、全国の研究者からの提案を調整して観測計画案を作成し、東京天文台長が教授会にかける形で決定された。188 センチメートル望遠鏡は、建設当時には世界第 7 位の口径を誇り、初期の研究成果には X 線天体 Sco X1 の光学同定、A 型特異星 (CP 星) や低温度星、B 型輝線星、食連星の分光学的研究、銀河の形態研究などがあげられる。

1988 年に東京大学東京天文台が国立天文台と東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センターに改組された際には岡山天体物理観測所は国立天文台の観測所となった。それを契機に本格的共同利用が順次始まり、スクリーニング制が 1989 年後期より実施され、現在に至っている。また、すばる望遠鏡の稼働にほぼあわせて、長期の観測時間を使って特色ある成果を出す「プロジェクト制」も 2000 年前期から導入されている。

共同利用観測装置は、188 センチメートル望遠鏡、91 センチメートル望遠鏡あわせて約 20 種類が開発・運用されてきた。188 センチメートル望遠鏡では、1970 年代半ばまでクーデ分光器による観測が主流であったが、1969 年に開発されたカセグレン映像増幅管 (II) 分光器によって、銀河などの分光観測が活発に行われるようになった。1980 年代後半には CCD カメラが導入され、写真乾板は使われなくなっていった。1994 年には、日本で初めて本格的な 2 次元赤外線検出器を搭載した近赤外線共同利用装置 OASIS が稼働し、また 2000 年には高分散エシェル分光器 HIDES の運用が始まった。2006 年からは新しい近赤外線観測装置 ISLE が稼働を始め、共同利用へ供された。大学等からの持ち込み装置も数多く受け入れており、京都大学 3 次元分光器、低分散・偏光分光測光装置 HBS、名古屋大学 TRISPEC などが持ち込み装置として活躍した。現在は HIDES を用いた太陽系外惑星探査計画が活発に行われている他、京都大学 3 次元分光器をもとにした可視分光撮像装置 KOOLS や ISLE などを用いた様々な種類の観測が実施されている。また太陽系外惑星のトランジット観測のための MuSCAT も稼働を開始している。

木曽観測所

木曽観測所は、1974 年 10 月に当時東京大学東京天文台の観測所として開設された。1960 年に東京天文台岡山天体物理学観測所に 74 インチ望遠鏡と 36 インチ望遠鏡、また 1962 年に東京天文台堂平観測所の 36 インチ望遠鏡が稼働を始めると、広視野観測を可能とするシュミット望遠鏡を実現をめざす動きが活発となり、日本学術会議天文学研究連絡会の下の将来計画小委員会によって 1965 年に報告書がまとめられた。呼応して、恒星天文学の研究を進めたい新進天文学者が集まった SAM(Stellar Astronomy Meeting) によっても検討が進められた。特に微光天体の観測を行える夜空の暗い場所ということで、調査の結果、長野県の三岳村（現木曽町）・大滝村・上松町の境界の 1120 m の地点に、口径 105 cm のシュミット望遠鏡を建設することとなった。

木曽シュミット望遠鏡は、開所当初は 35.6 cm 角の写真乾板に約 6 度角の視野の撮像が可能であり、発足当初から共同利用施設として全国の研究者に開放され、太陽系から系外銀河に至る様々な天体の撮像観測を行ってきた。

写真乾板を用いた代表的な観測研究としては、紫外超過銀河 (KUG) サーベイ、近傍銀河の表面測光、輝線天体探査、銀河系恒星分布、炭素星探査などがある。1987 年からは CCD カメラが搭載されはじめ、共同利用観測には、主に 1K CCD カメラ、2K CCD カメラが供されてきた。現在では 8、個の 4096 × 2048 画素の CCD を搭載した 4 平方度の視野を有する KWFC (Kiso Wide Field Camera) が、活発に使われている。CCD カメラの時代にも太陽系天体から銀河まで様々な天体観測が行われてきており、比較的長期にわたる観測としては、近傍の超新星サーベイ KISS (Kiso Supernova Survey)、銀河系の変光星探査 KISOGP (Kiso Intensive Survey of the Galactic Plane) などが行われ、多くの超新星や変光星を発見している。

また 100 万画素の CCD を 16 個動かすモザイク CCD カメラ 1 号機や近赤外線カメラ KONIC などもシュミット望遠鏡に搭載され、半導体検出器による観測天文学の開発現場ともなってきている。広視野の短時間変動観測にむけて、CMOS センサーを多数搭載したカメラの開発も始まっている。

木曽観測所では教育活動も大変盛んに行われてきており、全国から高校生が春休みに合宿形式で集まる「銀河学校」、近隣の高校向けの「星の教室」をはじめとするさまざまな教育・普及活動が行われてきている。

1988 年に東京大学東京天文台が国立天文台と東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センターに改組された際には、天文学教育研究センターの観測所となり、引き続き全国共同利用を継続している。

上松天体赤外線観測室

わが国の赤外線観測は、1965 年頃、名古屋大学の早川幸男教授を中心に、杉本大一郎、松本敏雄、奥田治之の各氏らが研究体制の立ち上げを行った。当初は浜松テレビ（現浜松ホトニクス）のガラス管封入の硫化鉛（PbS）検出器を岡山天体物理観測所の 91 センチメートル望遠鏡に持ち込み、月の表面の観測を行った。1967 年には奥田治之氏を中心に京都大学物理学第 2 教室の宇宙線研究室に赤外線天文学のサブグループが作られ、名古屋大学と共同で岡山天体物理観測所の望遠鏡を用いて、銀河中心や晩期星の偏光観測実験などを行った。

1973 年には京都大学理学部物理第 2 教室・宇宙線研究室の佐藤修二、舞原俊憲の両氏を中心に、名古屋大学理学部 (U 研) の協力を得て、口径 1 m の赤外線専用の望遠鏡を持つ上松天体赤外線観測室が、科研費を中心財源として長野県木曽郡上松町の才児牧場に建設された。1973 年 7 月に開室し、彗星、新星におけるダストの研究や、銀河中心部の磁場構造、暗黒星雲の内部磁場、炭素性の 3 ミクロン帯バンドなど、様々な観測が活発に行われた。

上松赤外線望遠鏡の主鏡は口径 1.0 m で、当初はジュラルミン塊を曲率半径と同じ長さの鉄の角棒の先にバイトの刃を取り付けて切削した、“ 球面鏡 ”であった。1978 年から 79 年にかけて科研費を新たに獲得して、鏡面の更新を行った。また半波長板を回す方法を採用した偏光計を製作して、偏光の精度 0.05 %の観測を可能とし、星形成領域の散乱偏光や暗黒星雲の磁場偏光など、世界に注目を浴びる偏光観測の成果をあげた。検出器は当初は、硫化鉛 (PbS) と Ge:Ga ボロメーターであったが、1970 年代後半から主流になったインジウム・アンチモナイド (InSb) 単素子検出器を 1980 年に導入、CVF 狭帯域測光、偏光器、ファブリペロー分光器を製作して組み合わせて観測が行われた。

初めの 15 年間には、34 編の査読論文を出版し、11 名の博士を生んだ。少ない予算の中で、関係者の努力で上松観測室を軸に地上赤外線観測天文学が立ち上がったということは、特筆に値する。1980 年代後半以降は、上松観測室で育った赤外線研究者がマウナケア (UH88、UKIRT 日英協力) やワイオミングへの海外へ進出した。一方、上松観測室の望遠鏡は 1980 年代後半からは次第に使われなくなり、2003 年 11 月にドームや望遠鏡が撤去され、閉室となった。

国立天文台ハワイ観測所

岡山天体物理観測所の 188 センチメートル望遠鏡は、建設当初は世界で 10 位以内に入る大口径を誇っていたが、1980 年代になると 30 位近くまで下がってきたため、次期大型光学赤外線望遠鏡を望む声があがっていた。1980 年に野辺山宇宙電波観測所が発足すると、東京天文台将来計画委員会や 1980 年に結成された光学天文連絡会を中心に、本格的な検討が開始された。1984 年には日本学術会議の天文学研究連絡委員会において、大型光学赤外線望遠鏡計画（Japan National Large Telescope ＝ JNLT）の推進決議が採択され、1985 年からは、様々な建設地の調査や基礎技術開発等が行なわれはじめた。1988 年の東京天文台の改組後は、大学共同利用機関として設置された国立天文台が、計画を担うこととなった。1990 年度には、いわゆる調査費が政府によって認められ、1991 年度から製作・建設が開始された。望遠鏡の口径は最初は「口径 5 m 以上」という下限目標だったが、設計段階では 7.5 m に、さらに概算要求最終段階では 8 m 級となった。建設予算の執行段階で一般公募を行ない、愛称「すばる」を冠した望遠鏡名となり、最終的な有効口径は 8.2 m（主鏡直径は 8.3 m）となった。

すばる望遠鏡は、直径 8.3 m、厚さ 20 cm、重さ 23 トンのメニスカス主鏡を 261 本のアクチュエータで 0.1 秒ごとに制御する、という能動光学方式を採用した。焦点は、カセグレン焦点と 2 つのナスミス焦点に加え、8 m 級望遠鏡としては当時唯一の主焦点も作られた。

建設地については、観測条件のみならず、交通の便、社会環境、受け入れ体制など様々な要素を検討したうえで、米国ハワイ州ハワイ島のマウナケア山頂と決定され、1992 年 7 月に山頂で起工式が催された。1987 年にはハワイ州ハワイ郡ヒロ市にハワイ観測所が開設され、また三鷹の国立天文台本部には開発実験棟、解析研究棟、情報図書館棟などが整備された。

すばる望遠鏡の建設の総合契約者は三菱電機で、その下で主鏡材鋳造は米コーニング社、研磨はスイス系のコントラヴェス社が請け負った。計算機・制御系は富士通、山頂の建屋設計はイギリスのエーサー・フリーマンフォックス社、施工はカナダのコースト・スチール社が担当した。大型部品等の運搬は日本通運アメリカなど各社の努力により、可動部重量 550 トンという当時世界最重量の光赤外線望遠鏡が建設された。

すばる望遠鏡は、1998 年末にファーストライトを迎え、完成式典は 1999 年 9 月に催され、2000 年から本格的な試験観測が開始された。第一期観測装置は、CIAO, COMICS, FOCAS, HDS, OHS, IRCS、Suprime-Cam の 7 種類が日本の研究者の様々な需要にこたえる形で、幅広く用意された。観測装置の立ち上げに当たっては、大学関係者、とくに大学院生も多く参加し、日本の光赤外線天文学のそれまでの装置開発の力を結集し、さらに発展を続けるための次世代育成の大切な現場となった。その後も、AO36, AO188, MOIRCS, FMOS, Hyper Suprime Cam と、第二期以降の装置も製作、可動を開始している。これらを用いた研究は大変盛んに行われており、観測成果は国際的にも高く評価されている。

広島大学・東広島天文台

広島大学・東広島天文台は、国立天文台に設置されていた「赤外シミュレーター」の改造・移設により、2006 年 5 月に完成した。赤外シミュレーターは、すばる望遠鏡の装置開発のテストベンチとして 1996 年に製作された口径 1.5 m の光赤外線望遠鏡である。東広島天文台に移設後は「かなた望遠鏡」と命名され、主として高エネルギー突発天体観測の専用望遠鏡として、広島大学によって運用されることとなった。

この計画の始まりは 1995 年頃に遡る。当時、国立天文台では岡山天体物理観測所の活性化の一つの方策として大学への移管が議論されていた。岡山観測所は、この検討の中で広島大学との関係強化を模索していた。広島大学では NASA が主導する次期ガンマ線観測衛星（後のフェルミ衛星）開発への参加を検討しており、衛星と連携した地上望遠鏡の設置が議論されていた。1998 年に、広島大学は正式にガンマ線衛星計画に参加し、

地上望遠鏡計画の具体化を検討しはじめた。そして、赤外シミュレーターの岡山観測所への移設・活用を主眼とした計画をまとめた。1999 年から 2000 年にかけて、関西・中四国の大学と協力して岡山観測所活性化案の検討を進めた。それは、京都大学の 3 m 望遠鏡計画を中心として、国内活動拠点となる新たな観測所を目指すというものであり、広島大学は赤外シミュレーターを移設してガンマ線衛星との連携研究を推進することとなっていた。

その後、京都大学の計画の早期の推進が困難となり、広島大学は独自に計画を進めることを余儀なくされ、単独で赤外シミュレーターを移設することとなった。2002 年には国立天文台と広島大学の間で望遠鏡移設のタスクフォース、さらには光赤外専門委員会の下に移設小委員会が作られ、移設に関する具体的な検討が行われた。2003 年に、国立天文台から広島大学に赤外シミュレーターを移管することが、正式に決定された。

当時は、移設先として岡山観測所が想定されていたが、広島大学によるシーイング調査の結果、東広島市西条盆地南東の福成寺近辺に、良好なサイトが特定された。地元からの支援もあり、広島大学は、2004 年に望遠鏡移設先として東広島とすることを決定し、国立天文台および光赤外天文コミュニティとの議論を開始した。2004 年 3 月に赤外シミュレーターは国立天文台から広島大学に移管された。

2004 年 4 月に広島大学・宇宙科学センターが設立され、以後の移設計画推進母体となった。2004 年 8 月に国立天文台から移設先についての正式な了承を得、その後コミュニティの理解も得た。さらに新天文台建設のための概算要求が承認され、2005 年から移設・天文台建築が行われた。望遠鏡の移設と天文台建設は 2006 年 5 月に完了し、前述の通り、東広島天文台が発足したのである。

東広島天文台は、その当初目的通り、ガンマ線天文衛星「フェルミ」や X 線天文衛星「すざく」などの高エネルギー天文衛星との多波長連携観測によって、高エネルギー突発天体を主たるターゲットとして観測研究を進めている。装置開発のテストベンチとしての機能も残し、東京大学、東北大学、名古屋大学などの観測装置の試験観測にも活用されている。

東京大学アタカマ観測所

すばる望遠鏡のファーストライトが 1998 年末に行われると、南半球での日本の光赤外線観測天文学のさらなる推進と、次世代育成に資する大学望遠鏡の必要性などの観点から、東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センターを中心に、中口径の望遠鏡を建設する計画の検討が開始された。1999 年には、チリ共和国北部のアタカマ地方で、最初の現地調査が行われた。その後、米国の気象衛星データを解析して、チャナントール山（標高 5640 m）の地域が、高山かつ乾燥した気候のため、赤外線を吸収する水蒸気が大変少なく、様々な様相を検討すると世界で最も赤外線観測に適した場所であると判断された。2001 年からはチャナントール山麓で気象モニターを開始、またシーイングや赤外線雲モニターの測定が行われた。

山頂の調査は、2002 年 11 月に、徒歩による山頂調査から始まった。2006 年 4 月には、パンパラボラ平原から山頂への全長 5.7 km の調査用道路を開通させ、気象モニターと雲モニターを山頂へ移設し、自動計測を開始した。2006 年 11 月には山頂における最初のシーイング測定も行われ、山頂でのサイト調査はいずれも期待通りの良い結果をえた。2009 年 3 月には、実際の天体観測によってサイトの良好さを示す目的で口径 1 m の mini-TAO 望遠鏡が建設され、5 月より本格的な観測が行われた。mini-TAO 望遠鏡には中間赤外線観測装置 MAX38 と近赤外線可視撮像装置 ANIR の 2 台の観測装置が搭載された。MAX38 は、地上からはほぼ初めて 30 μm 帯の天体観測に成功し、また ANIR も大気の窓の端にあって地上からの観測がほとんど行われていない Pa α線（1.875 μm）の観測に成功した。

mini-TAO 望遠鏡は共同研究ベースで TAO プロジェクト以外の研究者にも活用され、日本の研究者を中心に、木星の衛星イオの噴火活動の中間赤外線モニター、星周円盤の中間赤外線観測、Be 型星の Pa α線観測、

AGN やパルサーなどの近赤外線・可視モニター、Pa α線を中心にした近傍の赤外線高輝度銀河の観測などで成果をあげており、2014 年度末までに 7 本の査読論文、4 本の博士論文が出版されている。

なお、主力望遠鏡である口径 6.5 mTAO 望遠鏡については、後ろで詳しく記されるように、2018 年のファーストライトを目指して建設が進んでいる。

光赤外大学間連携

2011 年度から、北海道大学、東京大学、東京工業大学、名古屋大学、京都大学、広島大学、鹿児島大学の 7 大学と大学共同利用機関である自然科学研究機構・国立天文台が連携し、日本の大学が国内外に持つ中小口径の望遠鏡を有機的に結びつけて、突発天体等の即時および連続観測により、その物理現象の解明をメインテーマとした最先端共同研究の推進と大学における天文学教育を促進するための事業（大学間連携による光赤外線天文学教育研究のネットワーク構築）が始まった。2012 年度には埼玉大学、兵庫県立大学も加わっている。

この連携事業では、突発天体のフォローアップ観測および変光天体の連続モニター観測等、天文学の比較的未開拓な次元である「時間軸」に焦点を当てた斬新な研究を行うことを目的としている。すばる望遠鏡や ALMA など大型望遠鏡では観測時間を得にくい種類の観測モードにおいて、小型望遠鏡を連携させて最先端研究を行うことにより大学での教育と研究を促進し、研究者間の交流を促進しながら、広い視野と知識を備えた研究者を育成することを目指している。

連携に参加している望遠鏡は、北海道大学のピリカ望遠鏡（口径 1.6 m）、埼玉大学の 0.55 m 望遠鏡、東京大学の木曽観測所シュミット望遠鏡（口径 1.05 m）およびアタカマ観測所 miniTAO 望遠鏡（口径 1.0 m）、東京工業大学の明野 MITSuMe 望遠鏡（口径 0.5 m）、名古屋大学の南アフリカ天文台 IRSF（口径 1.4 m）、京都大学の京大屋上観測所の望遠鏡（口径 0.4 m）、兵庫県立大学の西はりま天文台なゆた望遠鏡（口径 2.0 m）、国立天文台岡山天体物理観測所の 188 センチメートル望遠鏡と MITSuMe0.5 m 望遠鏡、広島大学の東広島天文台かなた望遠鏡（口径 1.5 m）、鹿児島大学の入来観測所 1.0 m 望遠鏡、国立天文台の石垣島天文台むりかぶし望遠鏡（口径 1.0 m）である。（この他に京都大学が岡山に建設中の 3.8 m 望遠鏡や東京大学の 6.5 mTAO 望遠鏡の建設にむけての協力も、活動の一環として行われている。）

目玉となるのは、これらの望遠鏡群を連携させ、様々な場所から様々な観測装置を用いてほぼ同時に観測を実施することである。突発天体の観測や、モニター観測においては、ある時間帯に確実に観測を実施することが重要となる場合が多いが、地上観測の場合、天候の不定性が常に伴う。しかしながら、この連携では国内においても北海道から石垣島まで広く分布した望遠鏡群を使うことにより、悪天候を回避した観測が行える確率が、通常の 1 台の望遠鏡による観測に比べ格段に向上している。

また、連携に参加している多くの大学・機関の若手を中心とする研究者による運用を行うことにより、若手研究者の交流も促進されている。

現在までに、特異な型のクエーサー、セイファート銀河、超新星、パルサー、彗星の観測で査読論文 5 編を出版、さらに多くの論文報告が予定されている。また、ガンマ線バーストの追加観測報告は随時行っているほか、連携によって確保された研究者によって、100 編以上の査読論文が出版されている。

5.2.2 地上の大型望遠鏡の動向

Extremely Large Telescopes

10m クラスを超える超大型望遠鏡 (Extremely Large Telescope; ELT) については、TMT, GMT, E-ELT の 3 つの計画が進んでおり、それぞれ 2020 年代に運用を開始することを目指している。TMT については別途詳

細に記述されるので、ここでは GMT と E-ELT について簡単に説明する。

GMT: Giant Magellan Telescope (GMT) は 8.4 m の鏡 7 枚を同架する形の ELT で、チリ ラス・カンパナスに建設される予定で、web page[1] によると 2021 年にコミッショニング開始を目指すとされている。米国の複数の機関・大学のほか、オーストラリア、韓国、ブラジルが参加している。観測装置としては、

- G-CLEF: 可視高分散エシェル分光装置
- GMACS: 可視撮像・多天体分光 (中分散) 装置
- GMTIFS: 近赤外線 (0.9 – 2.5 μm) 面分光・撮像装置
- GMTNIRS: 近赤外線 (1 –5 μm) 高分散エシェル分光装置

の 4 つが挙げられている。近赤外線の装置は共に補償光学を利用する。GMT の特徴としては、20 分角程度という ELT としては広い視野をもち、補償光学も Ground Layer AO (GLAO) に対応する点が挙げられる。上記の装置に加えて、ファイバーポジショナーシステム MANIFEST が提案されており、20 分角の視野にファイバーを配置して、複数の観測装置で同時に観測できるようなシステムを構築しようとしている。

E-ELT: European Extremely Large Telescope (E-ELT) [2] は、ESO が推進する ELT 計画で、VLT が設置されている Cerro Paranal から近い Cerro Amazones に口径 39 m の望遠鏡を建設するものである。2014 年末に、一部を Phase 2 として先送りするものの建設開始の決定がなされ、2024 年のファーストライトを目指すとされている。

主鏡セグメント鏡の枚数は、798 枚となっている。望遠鏡光学系の特徴としては、M4 として 2.4 m の平面鏡 (6 枚のセグメント鏡) が入っており、これを約 8000 本のアクチュエータで駆動して補償光学を行う、すなわち補償光学が望遠鏡光学系に組込まれていることが挙げられる。これにより、ナスミス焦点に視野 10 分角にわたって補正された光が届けられるようにする、とされている。

観測装置としては、ファーストライト装置として近赤外線撮像装置 (ELT-CAM/MICADO)、面分光装置 (ELT-IFU/HARMONI) が選定されているほか、中間赤外線装置、多天体分光装置、高分散分光装置も開発を進めることとなっている。MICADO は 3×3 の 4k×4k 検出器により 4 mas で約 1 分角の視野または 1.5 mas で 20 秒角の視野をカバーする。レーザーガイド星つき Multi-Conjugate AO (MCAO) システムである MAORY と組み合わせる。スリット分光モードやコロナグラフモードも備えるようである。HARMONI は $6'' \times 9''$ から $1.5'' \times 2''$ の視野の面分光装置で波長分解能 $R \sim 3500$、近赤外線 (0.8 – 2.4 μm) の波長カバレッジをベースラインとしつつ、可視光や高分散への拡張を検討しているようである。

ELT の科学目標: ELT は、その巨大な鏡による集光力と 8 – 10 m 級望遠鏡を凌ぐ角分解能が鍵であり、これらによって、JWST を凌駕する空間分解能力と感度を達成することを目指している。これらのプロジェクトが主たる科学目標として掲げているものは、

- より遠方の銀河まで星種族を分解し、銀河の形成史を明らかにする
- 宇宙初期の銀河の形態や力学的構造
- 系外惑星の観測 – ハビタブルゾーンの地球型惑星の characterization
- 高精度のアストロメトリによる銀河系中心や銀河系の力学的進化の理解

[1] http://www.gmto.org
[2] http://www.eso.org/sci/facilities/eelt/

などであり、比較的似通っている。また、地上の 8 – 10 m 級望遠鏡や宇宙望遠鏡、多波長の望遠鏡とのシナジーがいずれのプロジェクトでも強調されている。今後は、それぞれの望遠鏡と装置の特徴をよく見極め、どのようなサイエンスがユニークなものか、また ELT 同士がいかに連携していくかを考えていくことが、必要になるであろう。

LSST

LSST (Large Synoptic Survey Telescope) [3]は、米国 NSF, DoE と大学、研究機関等のコンソーシアムによって推進されている、口径 8.4 m (実質口径 6.7 m) の広視野望遠鏡を使った撮像サーベイ観測を実施するプロジェクトである。望遠鏡は 3.5 度の視野をもち、カメラは 4k × 4k (0.2″ サンプリング) の CCD 189 個を焦点面に配置し、U-band から Y-band までの 6 色の広帯域フィルターをもつ。15 秒の積分を繰り返し南天の全域を 10 年間にわたり繰り返し観測することで、変動天体の発見から宇宙論、暗い天体の観測までを含む多様なサイエンスを展開する計画である。1 晩あたり 30 TB という膨大なデータを処理し公開する計画で、これまでの天文学プロジェクトをはるかにしのぐ大量のデータを生み出す。LSST は、2010 年の米国の Decadal survey で地上望遠鏡計画として最優先項目に挙げられ、2020 年代初頭の観測開始を目指している。

参考のため、可視/近赤外線の広視野撮像望遠鏡+装置の口径と視野直径の比較を行った図を示す (図 5.1)。

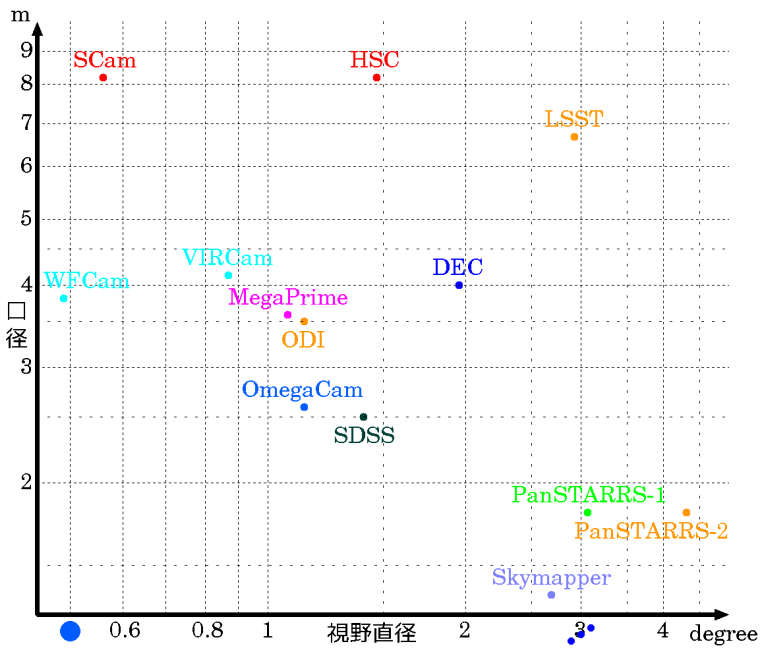


図 5.1: 広視野撮像装置の望遠鏡口径と視野の比較。視野直径の左側は丸は月の直径を、右側の三つの丸はオリオン座の三つ星の距離を表している。WFCam、VIRCam は近赤外線撮像装置、それ以外は可視光の撮像装置。京都大学 岩室史英氏による。

8 – 10 m 級望遠鏡の将来計画

8 – 10 m 級望遠鏡のうちいくつかについて装置開発の動向を以下にまとめる。

Keck :

[3]http://lsst.org

マウナケアの 2 台の 10m 望遠鏡からなる Keck observatory では、2010 年代後半に以下の二つの新しい観測装置を立ち上げつつある。

NIRES (Near-Infrared Echelette Spectrometer) [4] は近赤外線のエシェル分光器で、波長分解能 $R \sim 2700$ で 0.94 μm から 2.45 μm までを同時にカバーする。2015 年にコミッショニングが開始される予定である。

KCWI (Keck Cosmic Web Imager) [5] は $20'' \times 8.3 - 33''$ の視野を持つイメージスライサー方式の可視面分光装置で、波長分解能 1,000 から 20,000、当初は青側チャンネルのみで、将来赤側チャンネルを追加する計画である。

これらの装置は Keck II に間もなく搭載される予定である。

また、補償光学システムとしては、Next Generation Adaptive Optics (NGAO) を推進している。Keck NGAO は、複数レーザーガイド星によるトモグラフィーで回折限界に近い補償性能を達成すること、可視光 (0.65 μm より長波長) での AO、より広い Sky Coverage を主な目標としている。

Gemini:

Extreme AO 装置 GPI (Gemini Planet Imager) が、Gemini-S で稼働を開始している。新装置として、可視ファイバー高分散分光器 GHOST の開発が始まっている。マイクロレンズを使ったイメージスライサーをもち、1 または 2 天体を同時に観測でき、波長分解能 $R = 50,000 - 75,000$ で波長帯域 363 – 1,000 nm を一度にカバーする。

さらに、次の新たな観測装置の開発を計画しており、2014 年に feasibility study の提案を公募した。2020 年代初頭のコミッショニングを目指して、開発が進められる計画である。

VLT :

VLT では、近赤外線多天体面分光システムの KMOS、Extreme AO/コロナグラフの SPHERE、可視面分光の MUSE と、新しい観測装置が次々と立ち上がっているが、この後も新たな装置が加わる予定である。

補償光学システムとして、UT4 に AOF (Adaptive Optics Facility) の搭載が進んでいる。これは可変副鏡と 4 本のレーザーガイド星を含むシステムであり、HAWK-I の地表層補償光学 (GLAO) モード (7.5'×7.5') と MUSE の補償光学 (広視野モードは 1'×1' の GLAO、狭視野モードは 7.5"×7.5" の Laser Tomographic AO) を実現する予定である。また、1 – 5 μm の撮像と 2.5 μm より短波長での面分光 (SINFONI の SPIFFI の改良版) を可能にする新装置 ERIS が AOF と組み合わせる装置として開発されている。

惑星探査用の可視高精度高分散分光装置 ESPRESSO [6] は、2016 年のファーストライトを目指して開発が進められている。

4 台の望遠鏡を使う VLTI も、VLT の強力な特徴である。K バンドでの高精度アストロメトリを目指す GRAVITY、および中間赤外線装置 MATISSE が、2016 年にファーストライトを迎える予定となっている。

さらに検討中の段階の装置として、MOONS [7] がある。これは、ファイバーを使った近赤外線多天体分光装置で、500 平方分の視野内に 1,000 本のファイバーを配置し、640 nm – 1,800 nm の波長範囲で中分散 ($R \sim 4,000$ – 6,000) から高分散 ($R \sim 20,000$) の分光観測を実現するものとなっている。

MSE :

まだ計画段階ではあるが、すばると同じマウナケアにある CFHT を新たな 10m 級望遠鏡に更新するプロジェクトが MSE (Maunakea Spectroscopic Explorer) [8]である。既存のドーム建物とピアーを利用しつつ、10 m 級のセグメント望遠鏡を設置し、すばる PFS に似たファイバー多天体分光器を用いたサーベイ観測を展開する計画である。現在検討されている装置仕様は、波長分解能 2,000 から 20,000、3200 本のファイバー、370 – 1300

[4] http://www2.keck.hawaii.edu/inst/nires/
[5] http://www.srl.caltech.edu/sal/keck-cosmic-web-imager.html
[6] http://www.eso.org/sci/facilities/develop/instruments/espresso.html
[7] http://www.roe.ac.uk/ ciras/MOONS/VLT-MOONS.html
[8] http://mse.cfht.hawaii.edu

nm(または 1800 nm) の波長カバレッジとなっている。CFHT のもとに MSE プロジェクトオフィスが設置され、科学的、技術的な検討を進めている。

参考文献

[1] 日本の天文学の百年　日本天文学会百年史編集委員会編　恒星社厚生閣　2008 年
[2] 東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センター木曽観測所４０周年記念誌　2014 年
[3] TAO Project The 2nd edition 東京大学大学院理学系研究科 TAO 計画推進グループ　2012 年

5.3　TMT

5.3.1　概要と科学目的

TMT (Thirty Meter Telescope) は 492 枚の分割鏡からなる口径 30 m の汎用光学赤外線望遠鏡で、マウナケア山頂に国際協力科学事業として建設する。日本は設計製作実績のある望遠鏡本体構造の製作、ゼロ膨張主鏡材の製作と非球面研磨の一部、第一期観測装置の製作により、建設経費全体の約 25%に相当する分担を行う。 補償光学機能を用いることにより、すばる望遠鏡の 4 倍の解像力、13 倍の集光力、200 倍の効率を達成する。すばる望遠鏡で日本の研究者の実績のある初期宇宙の銀河形成史の研究、急速な拡がりを見せている太陽系外惑星探査と惑星形成過程の研究、ダークマター/ダークエネルギーの解明につながる研究などを目的の柱とする、次世代の基幹望遠鏡となる。2012 年度から準備検討費、2013 年度から継続的に建設費が予算措置されている。完成予想図を図 5.2 に示す。



図 5.2: TMT の完成予想図

5.3.2　TMT の主な仕様

光学系

TMT の特徴は、492 枚の六角形分割鏡を敷き詰めて作る f/1 の直径 30 m の主鏡である。光学設計は無収差カセグレン (リッチークレチアン式) であり、球面収差とコマ収差は補正されている。開口絞りは主鏡部分に設置され、後側焦点距離は 16.5 m である。凸型副鏡 (直径 3.1 m 双曲面) を用いることによって、可能な限り鏡筒を短くし、望遠鏡構造とドームのサイズ並びに費用を最小限に抑えることができる。主鏡前面に位置する可動式第三鏡 (2.5 m×3.5 m 平面鏡) によって、f/15 の望遠鏡ビームはナスミス台に設置する観測装置へと向けられる。大気分散補正、視野回転補正並びに迷光遮断機能は観測装置と補償光学に組み込まれる。有効観測波長は 0.31 – 28μm である。

望遠鏡本体構造

望遠鏡構造は、単一の方位角ベアリングと 2 つの大型高度角ベアリングを持った高度方位角設計になっている (図 5.3 参照)。望遠鏡の指向精度は 1 秒角、オフセット精度は 1 分角オフセットに対して 50 ミリ秒角である。望遠鏡構造は、(1) ピアと観測所フロアに接続されている固定構造、(2) 観測装置を支える 2 つの大型ナスミス台を含む方位角構造、(3) すべての望遠鏡光学系を動作させる高度角構造、の 3 つの部位から構成されている。副鏡とレーザーガイ

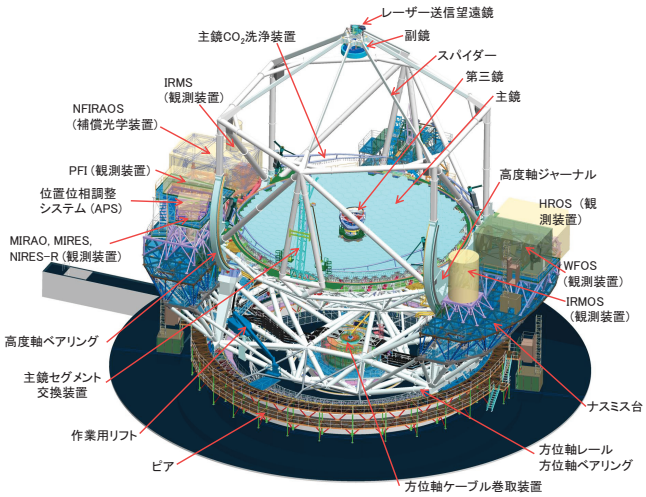


図 5.3: 望遠鏡各部名称

ド星発射装置はトップリングから伸びる 6 本スパイダー交点に設置されることで安定性を向上させる。このような設計によって、ドーム開口部付近の強風にさらされる面積を最小限に抑え、風による振動を軽減することができる。望遠鏡にはミラーカバーが無いため、塵の付着を最小限に抑えるために望遠鏡を水平方向に向けて待機させると共に、すばる望遠鏡と同様にドライアイスを用いた主鏡クリーニング装置が設置される。主鏡再蒸着の際の分割鏡の交換は、望遠鏡を天頂に向けたうえで高度角構造の中に設置される移動可能なセグメント鏡交換システム（SHS）を使って行われる予定である。望遠鏡構造は、望遠鏡サブシステムの荷重を効果的に支えるために有限要素解析を行い最適化されており、必要とされる架台制御ならびに主鏡制御帯域幅 (ともに ∼ 1 Hz) での動作を可能にしている。望遠鏡可動部の総重量は関連装置すべてを含めると、2527 トン（2015 年 9 月時点）であり、そのうち 1942 トンは望遠鏡構造と機械系サブシステムである。地震に関しては、マウナケアにおける大規模地震モデルデータに基づいて、望遠鏡構造がこれに耐えるよう設計され、免震装置は中心のピントルベアリングに組み込まれる。架台制御システムには、天体導入のための回転やオフセット、観測中の天体追尾、信号ノイズ比を高めるためのノッディングとディザリングなどの望遠鏡動作要件を満たすために必要な装置が含まれる。

主鏡

TMT の主鏡である分割鏡配置図を、図 5.4 に示す。主鏡は、492 枚の六角形分割鏡 (角から角まで 1.44 m、厚さ 45 mm) を 2.5 mm の間隔で敷き詰めたものである。分割鏡の全体配置は、これらがあたかも一枚の鏡として機能するように、主鏡制御システムによって能動的に制御される。主鏡配置は、82 種類の分割鏡が一つのセットとなり、これが光軸の周りに 60 度ごとに 6 回繰り返される配置になっている。各分割鏡は、裏面を球面メニスカス加工された低膨張ガラスを素材とする軸外し非球面鏡である。個々の分割鏡の非球面量は、6 μm(内側の分割鏡) から 226μm(外側の分割鏡) の範囲になっている。蒸着のために分割鏡を取り外した後、すぐに同じ種類の蒸着済みの鏡を設置できるよう、各種類ごとに 7 つの分割鏡 (蒸着交換用を含む) が製作される予定である。要求される鏡の表面精度と安定性を得るために、各分割鏡支持機構には 27 点の軸方向支持と横方向支持機構が組み込まれている。分割鏡の形状は、さらに 21 個のアクチュエータをもつ歪補正装置を使って準静的に制御される。鏡面と垂直方向の 3 つの動き (鏡面の上下運動、傾き) は、各分割鏡ごとにある 3 つのアクチュエータと分割鏡間ごとにある 2 つのセンサーを用いて、主鏡制御システムによって能動的に制御される。

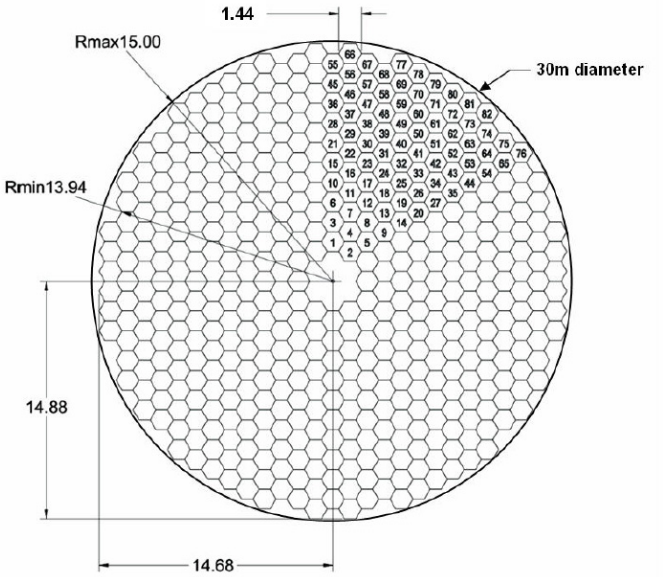


図 5.4: 六角形分割鏡配置図

ドーム

望遠鏡ドームは、帽子型の斬新な設計 (図 5.2 参照) になっており、これによって風による望遠鏡の揺れを最小限に抑え、データの画質を向上させることができる。またこの設計はドームサイズの縮小とコスト削減にも貢献している。ドームは半径 33 m、高さ 56 m であり、固定台と 3 つの回転機構 (台座、帽子型構造、シャッター) で構成されている。

観測装置

TMT 観測装置群は、3 つの”ファーストライト装置”と 6 つの”将来装置”に分類されている。この選択にあたっては、科学的重要性、JWST や ALMA とのシナジー、また予算、立ち上げの実現性、技術的先進性など現実的な側面も考慮された。選択された観測装置群の計画は、紫外－可視－近赤外、広視野から高空間分解能、撮像から分光まで、TMT の機能を幅広く網羅している。表 5.1 に、ファーストライト装置と将来装置をまとめた、TMT の観測装置計画を示す。ファーストライト装置 3 台は TMT 建設費の一部で開発され、他の装置は運営費で開発・製作・立ち上げが行われる。すべての装置について、データ解析モジュールが開発され、クイックルック機能や観測者それぞれの目的に従って最適化できるデータ解析機能が提供される。3 つのファーストライト装置は IRIS、IRMS、WFOS と呼ばれる装置である。IRIS は回折限界分解能を持つ撮像および面分光装置で、34 秒角 ×34 秒角 (撮像)、4 秒角 (面分光) の視野、0.8 – 2.4 μm の波長域、波長分解能 $R = 4000$、などが装置仕様である。IRMS は Keck 望遠鏡の MOSFIRE のコピーで、再配置可能なスリットを持つ近赤外多天体分光装置である。波長分解能 $R = 3200$ と、直径 2 分角の視野にわたって 46 個の多天体スリットを持つ。IRIS も IRMS も、NFIRAOS という AO 装置に取り付けられる。WFOS は、可視波長域 (0.31 – 1.0 μm) において、シーイング限界での多天体分光、ロングスリット分光、撮像を行うことができる装置である。この波長域全域にわたる高透過率、視野 8.3 分角 ×3 分角、波長分解能 $R = 1000 – 8000$ を持つよう設計されている。サイエンス面からの要請と回折限界解像力を達成するために、ファーストライト時の補償光学系 (AO) はレーザーガイド星 (Laser Gude Star; LGS) を用いた多共役 AO(MCAO) 方式を採用する NFIRAOS という装置である。NFIRAOS は、TMT のナスミス架台に設置され、望遠鏡からの光の波面補正を行った後で観測装置に出力する 3 つのポートを備えている。レーザーガイド星システム (LGSF) は地球大気中間圏にあるナトリウム層に、NFIRAOS に必要な明るさとビーム性能と投影パターンを持った複数の LGS を作り出す。

観測装置	視野/スリット長さ	波長分解能	観測波長 (μm)	備考
近赤外撮像分光装置 (IRIS)	34″(撮像), $< 2''$(IFU)	4k – 10k	0.83 – 2.4	NFIRAOS
広視野可視分光器 (WFOS)	100MOS in 8.′3×3′	1k – 8k	0.31 – 1.0	
近赤外多天体分光器 (IRMS)	46MOS in 2.′3	4.6k	0.8 – 2.5	NFIRAOS
可視高分散分光器 (HROS)	スリット長 5″	50k	0.31 – 1.0	
近赤外高分散分光器 (NIRES)	スリット長 2″	20k – 100k	1 – 5	NFIRAOS
近赤外多天体分光器 (TMT-AGE)	$\sim$ 20 3″IFU in 5′	3k	0.8 – 2.4	MOAO
中間赤外撮像分光器 (MICHI)	27.″5 FOV/IFU	250 – 100K	3.0 – 25	MIRAO
系外惑星直接撮像装置 (SEIT)	0.″3, コントラスト 10^{-9}	5 – 100	0.95 – 2.4	

表 5.1: TMT の観測装置群の主な仕様。最初の 3 台がファーストライト観測装置である。下欄の将来装置についてはまだ決定されていない。

より詳細な TMT の観測装置ラインアップと仕様、観測モードについては
`http://tmt.mtk.nao.ac.jp/info/files/tmt_inst_table_2014.pdf`
また、TMT の各機能ごとの観測時間評価については以下の ETC を利用されたい。
`http://tmt.mtk.nao.ac.jp/ETC-e.html`

科学運用

TMT の科学運用は、毎晩 TMT の性能を最大限に引き出し、パートナーの研究者による観測が効率的になるようサポートすることを目指している。観測時間は、あらかじめ各パートナーに配分された夜数に従って、

各パートナーが責任を持って割り当てを行う。各パートナーは、独自に観測プロポーザルの募集・評価・採択を行う。各パートナーは、採択された観測提案とそれが観測可能な日程を、観測所に連絡する。ユーザーサポートとして、観測所はプロポーザルの準備、観測準備、観測後のデータ解析のそれぞれに必要なツールを提供する。観測所のサポートサイエンティストによるユーザーへの直接的なサポートには、オンラインのドキュメント、観測シミュレータ、積分・観測時間の見積ツール、一般的なヘルプデスクや FAQ が含まれる。さらに、観測所はパートナーと協力して、ユーザズミーティングや講習会を開催する。TMT は、基本的にヒロもしくはパートナーの基幹機関からのリモート観測を想定している。ファーストライト時には 2 種類の観測モードが予定されている。これは、1) PI が観測の遂行を自らおこなう方法 (PI-直接観測モード) と、2) 観測所のサポートサイエンティストが PI に代わって観測を遂行する方法 (キューサービス観測モード) である。完全キュー観測を可能にする機能は将来設ける予定であるが、運用開始時には実装しない。2 種類の観測モード共に、突発天体を観測する ToO プログラムに対応し、後日観測時間を補填する。定期的なモニター観測が必要な提案も、予めスケジュールすることで対応する。観測データは、18 か月ほどの PI 所有期間を経て公開される。観測所の運用組織は、執行部の下に、事務部、科学運用、観測装置開発室、ソフトウェア・情報技術グループ、技術運用グループ、エンジニアリング支援グループの 6 つの部門で構成され、120 名ほどの常勤職員を抱える予定である。

5.3.3 TMT の性能と観測プログラム

TMT で実現可能な天文学は多岐に及び、ほぼすべての分野において現在のフロンティアを著しく進歩させることが期待されている。その詳細については、この冊子のサイエンスパートの随所に記述されている。従来の 8 m 級望遠鏡に比べると一桁高い集光力が期待でき、高波長分解能観測が実現できる。また、補償光学の活用により、スペース望遠鏡を大きく凌ぐ高空間分解能が実現されるとともに、点光源の観測では背景光の影響が抑えられることも含めて、8 m 級望遠鏡の約 200 倍の感度となる。TMT は、汎用望遠鏡として建設され、最新の観測装置を搭載することにより、さまざまな研究課題に柔軟に対応することが可能となる。補償光学により、回折限界に近い像を達成した場合には、同じコストの宇宙望遠鏡より口径が大きい分だけ、高い空間分解能を得ることができる。TMT の持つ高空間分解能 (AO 使用時近赤外線波長において 0.015 秒角) は、さまざまな分野でメリットをもたらす。また集光力が大きいため、高 SN で高分散分光を行う場合などにも大きな利点がある。また、中間赤外線波長帯では、3 m 級の宇宙望遠鏡では回折限界による制限が大きいが、TMT の場合には、このような長波長帯でも非常に高い解像度を得ることができる。図 5.5 に、撮像、分光それぞれの場合について、すばる望遠鏡、30 m 級地上大型望遠鏡 TMT、6 m 級赤外線宇宙望遠鏡 JWST の感度を比較した。

これまでに検討されてきた観測プログラムについては以下の 3 つの報告書にまとめられている。

- TMT Detailed Science Case (2015)

  `http://ec2-52-8-144-112.us-west-1.compute.amazonaws.com/documents/tmt-dsc-2015-release-2015apr29-s2.pdf`

- TMT Detailed Science Case (2007)

  `http://www.tmt.org/sites/default/files/TMT-DSC-2007-R1.pdf`

- TMT サイエンス検討会報告書 (2011 年)

  `http://tmt.mtk.nao.ac.jp/science/download/download.cgi?name=tmt_science.pdf`

5.3.4 実行グループ、今後のスケジュールと日本の役割

国立天文台、カリフォルニア工科大学、カリフォルニア大学、カナダ天文学大学連合、中国国家天文台、インド TMT 連携機構の 6 者からなる TMT 国際天文台 (TIO) が、TMT の建設、運用にあたる。NSF は、TMT

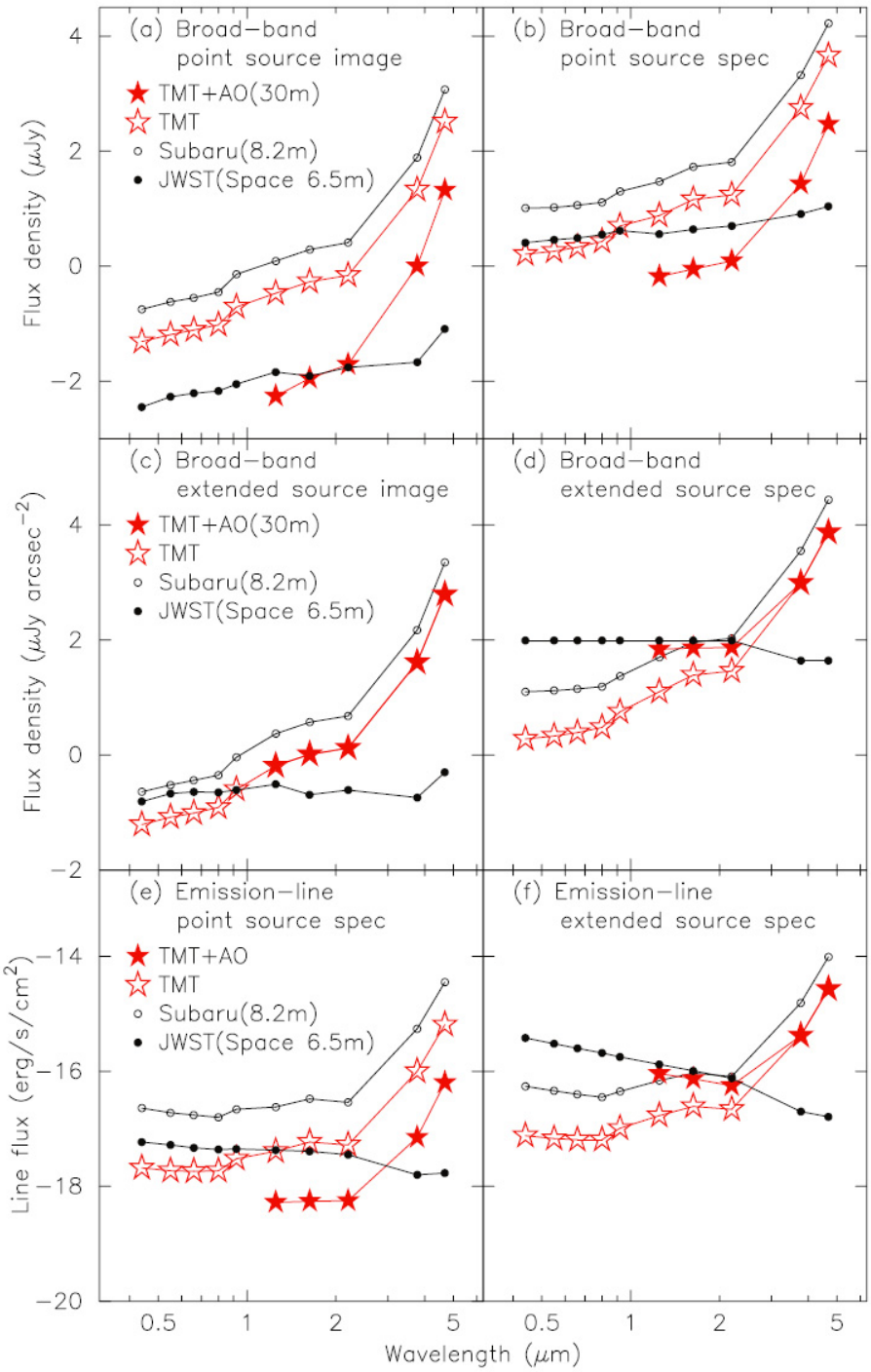


図 5.5: TMT+AO、TMT AO なし、すばる望遠鏡並びに JWST との感度比較図 (TMT 計画説明書より抜粋)。それぞれ (a) 点源に対する撮像、(b) 点源に対する分光、(c) 広がった天体に対する撮像、(d) 広がった天体に対する分光、(e) 点源に対する輝線撮像、(f) 広がった天体に対する輝線分光の場合の観測感度を表している。1 時間の観測で S/N=10 となる場合の天体の明るさを示している。観測装置を含めた効率はすべて等しく 20%、読み出しノイズもすべて等しく $10e^-$ としている。1 時間の積分で S/N=10 となる場合を考えているが、積分は full well を考慮して複数回の読み出しを考えている。点源に対する感度は、それぞれの望遠鏡・波長帯での回折限界を考慮し、その 2 倍の直径を持つアパーチャを使用した。ただし、すばるおよび補償光学なしの TMT の場合は、大気の影響を受け、FWHM=0.8 秒角 (可視) および 0.6 秒角 (近赤外) とし、2×FWHM を直径としている。ピクセルスケールは、可視、近赤外でそれぞれ現実的なものに近い値を用いている。背景光ノイズは、地上はマウナケアの場合、宇宙は HST の観測で求められている黄道光 (散乱光) の値を用いている。

計画への連携計画資金の助成を決定している。今後のニューパートナーの参入も期待している。国内では国立天文台を中心に、数多くの大学における天文学研究者も計画に参画しており、物理学／生物学研究者への関心の広がりも見せている。TMT 計画は、すでに望遠鏡本体、ドーム、初期観測装置の概念設計、基本設計が進んでいる。TMT の実現に向け、参加国・機関との技術検討と役割分担等の協議をふまえて 2014 年 4 月に合意書を締結し、5 月に米国において TMT 国際天文台を法人登録/設立し、7 月に建設開始を宣言した。2027 年にファーストライトを迎え、2028 年から共同利用観測を開始できると見込んでいる。

日本は、国立天文台を軸に、国内の実績のある企業の参加を得て、（1）望遠鏡本体構造の設計・製作・据付、（2）ゼロ膨張主鏡セグメントガラス材の提供、（3）非球面主鏡セグメント研磨の一部分担、（4）観測装置の一部の製作、（5）共同利用施設の整備を行うことを想定している。計画の要となる望遠鏡本体構造については、基本検討を行い、平成 25 年度にレビューに合格し、平成 26 年度には詳細設計を進めた。主鏡分割鏡材の開発を進め、鏡材については平成 25 年度に量産を開始し、研削加工も平成 25 年度より行っている。観測装置の製作の国際分担も協議が進み、日本の分担については開発・検討が進められている。大学等の研究者約 100 人の協力を得て、TMT による観測研究提案の検討が行われ、国際的な科学協議においても議論をリードしている。

5.3.5 国内の他の計画との関連

すばる望遠鏡はその特色である主焦点機能等を活かした運用とし、ハワイ観測所の拡張という位置づけで、人的/施設的資源の有効利用を諮り、TMT の運用と連携/一体化を計る。8 – 10 m 級望遠鏡で唯一広視野探査機能を実現できる主焦点を持つすばる望遠鏡は、次世代に向けて主焦点機能を強化するプランを持っている。これとタイアップすることで、すばる望遠鏡で絞り込んだ観測天体を TMT で日本人研究者がリーダーシップを取って観測する流れをつくることができる。すばるの持つ可視広視野撮像機能と TMT との強い連携が期待されるように、TMT が最も性能を発揮する近赤外線域での広視野探査を目指す WISH との親和性は強い。東大 TAO、京大望遠鏡、など国内中小規模望遠鏡計画とは技術的接点が多く、新技術による共同装置開発といった技術的連携の他に、人材育成・交流の面でも連携が期待される。

世界最高レベルの性能を持つ TMT の観測時間は、高い競争率の審査により配分されるため、厳しい競争に勝ち残る研究者を養成する。すばる望遠鏡から既に育っている世界的なレベルの観測的研究者が、TMT 時代に次世代の若手を育てながら日本の研究成果を挙げていく。TMT を用いた研究には、国内の大学の大学院生が多く関わることが見込まれ、最先端の研究により高度な知識・経験を持つ人材の育成に貢献できる。また、国際共同プロジェクトである TMT は、海外の研究者との共同研究・交流を通じて国際的に活躍できる人材を育成する。

5.3.6 海外の類似計画との区別化

南米チリに欧州南天天文台が口径 39 mの E-ELT を計画し、また米豪韓の国際協力事業として口径 24 mの GMT 計画があり、TMT は北天唯一の超大型望遠鏡 (ELT) となる (図 5.6[9])。技術実証と計画検討の進展で 3 つの計画の中では TMT が実績がある。南天については、協定等で交流促進することで将来的にアクセスを確保することもできる。JWST 宇宙望遠鏡は、大気下では観測できない中間赤外・遠赤外線の観測、そして波長 2.5 μm 帯での撮像・低分散 (R< 1000) 分光観測で活躍し、TMT との親和性が強い。

5.3.7 関連ホームページ

- TMT

  http://www.tmt.org/

[9] http://www.eso.org/public/teles-instr/e-elt/および http://www.gmto.org/

計画	TMT	GMT	E-ELT
直径	30m	22m(8.4m x 7)	39m
建設地（標高）	ハワイ：マウナケア (4012m) 北の宇宙	チリ：ラスカンパナス（2550m）南の宇宙	チリ：セロアマゾネス（3060m）南の宇宙
予算規模	1,500億円	1,100億円（推定額）	2,000億円(推定額)
メンバー	日本、米国、カナダ、中国、インド	米国（カーネギー天文台、ほか）、韓国、オーストラリア	欧州南天天文台（15ヶ国）

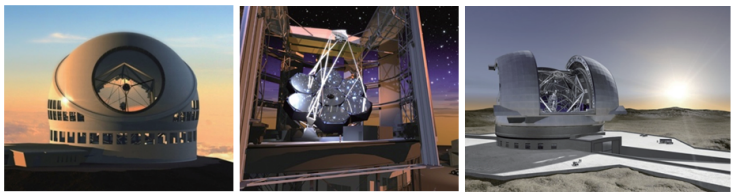


図 5.6: TMT、GMT、E-ELT の比較。

- 国立天文台 TMT 推進室

  `http://tmt.nao.ac.jp`

- TMT 計画説明書 (2012 年版)

  `http://tmt.mtk.nao.ac.jp/info/files/tmtbb-ols.pdf`

- TMT Instrumentation & Performance Handbook (2010 年版)

  `http://www.tmt.org/sites/default/files/TMT-Instrumentation-and-Performance-Handbook.pdf`

5.4 すばる望遠鏡の将来計画

すばる望遠鏡は、ハワイ島マウナケアに設置された口径 8.2 m の光学赤外線望遠鏡であり、2000 年に共同利用観測を開始した。半年ごとの観測公募を行い、年間約 240 夜を共同利用に供している。4 つの焦点を持ち、現在 9 つの共同利用観測装置を運用している。日本における光赤外天文学の主要望遠鏡として、観測的宇宙論、遠方・近傍銀河、恒星、星形成領域、系外惑星、太陽系天体などあらゆる観測的天文学研究に利用されている。

5.4.1 現行観測装置

図 5.7 に、2015 年現在の共同利用観測装置の基本的な観測パラメータを示す。可視光から中間赤外線までの波長域、補償光学系による高空間分解能の観測から HSC による超広視野までの空間サンプリング、撮像から高分散分光までの波長分解能と、地上からの光赤外観測におけるほぼ全てのパラメータを 9 つの共同利用装置によってカバーしている。各装置の仕様についてはすばる望遠鏡の web ページ[10] を参照して頂きたい。

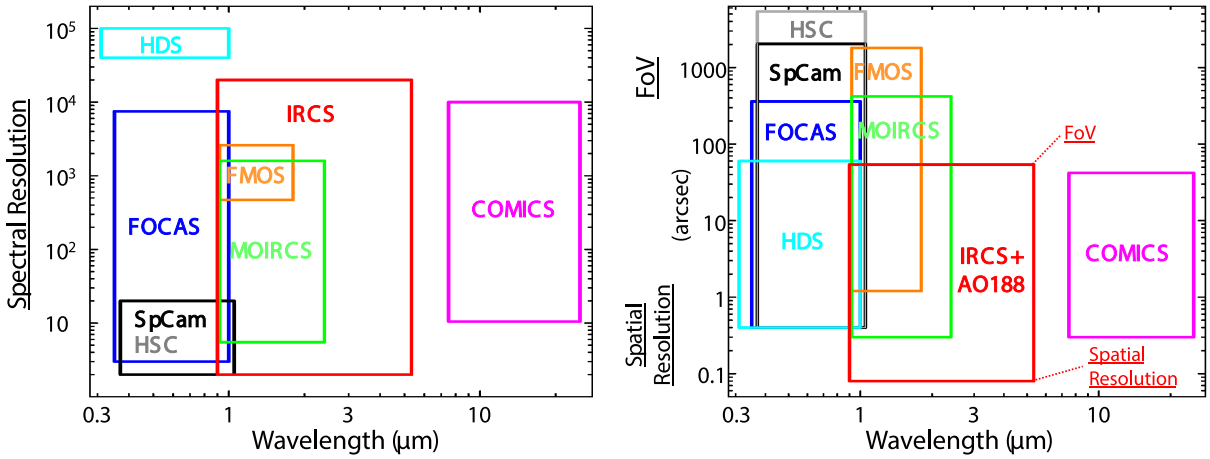


図 5.7: すばる望遠鏡の共同利用装置。(左) 波長カバレッジおよび波長分解能で観測装置を示した図。(右) 波長カバレッジと空間分解能および視野で観測装置を示した図。

5.4.2 将来装置計画

TMT 等の ELT の運用開始を踏まえて、2020 年代には 8 – 10 m 級望遠鏡は ELT と相補的な機能に重点を置くべきと考えられる。すばる望遠鏡では、特に主焦点による広視野観測と優れた像質を活かした観測装置に力点を置く。具体的には、

- Hyper Suprime-Cam (HSC): 視野 1.5 度角の可視光撮像装置
- Prime Focus Spectrograph (PFS): 2400 本のファイバーによる広視野多天体分光装置
- ULTIMATE-SUBARU: 可変副鏡による地表層補償光学系と広視野近赤外線装置

の 3 つを主力観測装置とすることを、コミュニティと議論してきた。

Hyper Suprime-Cam (HSC) は、視野 1.5 度角を 104 枚の 2K×4K CCD でカバーする広視野可視撮像装置で、すばる望遠鏡のユニークな観測装置として多くの科学的成果を挙げてきた Suprime-Cam の後継機として、国立天文台、東京大学、プリンストン大学、台湾の国際協力で開発されてきた。2012 年にエンジニアリング

[10] http://www.subarutelescope.org/Observing/Instruments/index.html

ファーストライトを迎え、2014 年 3 月から共同利用を開始した。一般共同利用のほか、300 夜を投入して宇宙論、銀河進化などを展開する大規模サーベイを戦略枠プログラムとして実施している。

Prime Focus Spectrograph (PFS) は、HSC と同じ主焦点ユニットを利用したファイバー多天体分光器で、約 2,400 本のファイバーで 1.3 度角の視野内の多数の天体を同時に観測することを可能にする。可視光から近赤外線の一部の波長域を、波長分解能 $R = 2,000 - 4,000$ で 一度の観測でカバーする。東京大学 Kavli IPMU を中心とした国際協力で開発が進められており、2019 年の科学観測開始を目指している。

ULTIMATE-SUBARU は、広視野のシーイング改善を可能にする地表層補償光学システムをすばる望遠鏡に搭載するとともに、その能力を活かした広視野近赤外線観測装置を開発する計画である。2010 年から概念検討を開始しており、2020 年代初頭に科学観測を開始することを目指している。HSC、PFS が主に可視光の波長域でほかの 8 – 10 m 級望遠鏡や TMT などの超大型望遠鏡ができない超広視野の観測を可能にするのに対し、ULTIMATE-SUBARU は、主に近赤外線の波長域で高い像質と広い視野での観測を可能にする計画である。

HSC に続き、PFS と ULTIMATE-SUBARU を立ち上げていくことは、すばる望遠鏡が 2020 年代において高い競争力を維持するために不可欠であると考えている。

5.4.3　Prime Focus Spectrograph (PFS)

概要

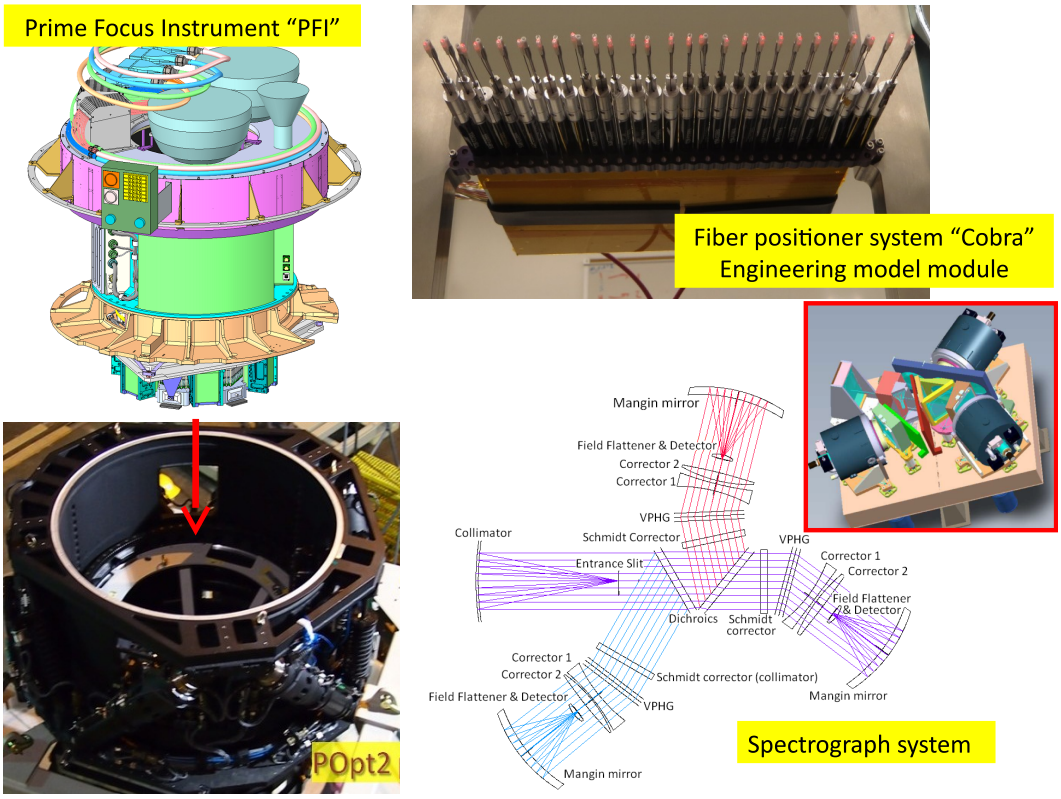


図 5.8: PFS サブシステムのうち、主焦点部 (Prime Focus Instrument – “PFI”) の CAD モデル (左上、運用時はこの部分が HSC の代わりに主焦点ユニット POpt2 に)、ファイバーポジショナーシステムのプロトタイプ、分光器の光学デザインと CAD モデルを示す。

PFS (Prime Focus Spectrograph) はすばる望遠鏡次期観測装置の一つとして開発が進められている超広視野多天体分光器である [5]。すでに稼働中の超広視野撮像装置 Hyper Suprime-Cam (HSC) とともに SuMIRe

(“すみれ”) 計画 (Subaru Measurement of Images and Redshifts) の両輪をなし、ダークマター、ダークエネルギーの起源や多種多様な銀河形成・進化の歴史を紐解くのが目的である。

PFS の開発は、東京大学 Kavli IPMU を中心した 6 か国 11 研究機関による国際チームにより、2018 年初頭のファーストライト、2019 年半ばの科学運用、サーベイ観測開始を目指し進められている。2012 年 3 月の概念設計レビュー、2013 年 2 月の基本設計レビューを経て、現在は詳細設計段階に入っている。さらに分光器システムは 2014 年 3 月、主焦点装置部分は 2015 年 3 月に、それぞれ詳細設計レビューを終え、残存する課題に取り組みつつ最終設計がかたまった部分から順次製作に入っている。Metrology camera system (MCS)、ケーブルシステム望遠鏡部分についても、2015 年中に詳細設計レビューを行い製作に入る予定である。

仕様

PFS のサブシステムの概要を図 5.8 に、主な仕様を表 5.2 に示す。PFS では、すばる主焦点の直径 1.3 度角に及ぶ視野内に約 2400 本の光ファイバーを配置し、それぞれに天体や空からの光を導入して分光器へ導く。ファイバー配置は、ファイバーに分光器側から光を入れて主焦点面側の端面を光らせ (back illumination)、それをカセグレン焦点に取り付けられた MCS で見ながら行う。MCS は主焦点面全体の画像を一度の露出で取得できるため、2400 本のファイバーの現在位置と、目的位置からのずれを瞬時に測定し、ファイバーポジショナーシステムにフィードバックすることが可能である。現在までのスタディから、1 回の測定からファイバーの移動に 4 秒程度かかり、これを 6 – 7 回繰り返すことにより配置を終了できる予定である。

2400 本のファイバーは、約 65 m のファイバーケーブルを伝い主焦点から望遠鏡ドームの赤外側 4 階に設置される予定の 4 台の分光器に分配される。それぞれの分光器では、ファイバーから射出されコリメートされたビームが 2 枚のダイクロイックミラーにより「青」「赤」「赤外」3 つに分けられたのち、Volume Phase Holographic (VPH) グレーティングで分散がかけられ、カメラにより検出器上にスペクトルとして結像する。こうして、380 nm から 1260 nm までの広い波長範囲にわたるスペクトルを 2400 本分、一回の露出で一度に得られる仕組みになっている。

主焦点ユニット (POpt2), 主焦点補正光学系 (WFC) は HSC がすでに使用しているものを共用し、PFS 主焦点装置部分 “PFI” が HSC の代わりに POpt2 内に装備され PFS の観測運用が行われる。主鏡アクチュエータによる主鏡の能動制御とともに、POpt2 に備えられたヘキサポッドで WFC の相対位置を微調整し (PFI は POpt2 内部で WFC に対して固定されている)、焦点面での像質を確保する。望遠鏡をターゲットフィールドに向けたあとの field acquisition と auto guding は、2400 本のファイバーが敷き詰められた領域の外側に配置された 6 個の CCD カメラ (Acquistion & Guide Camera “AGC”) で行う。

主な研究課題

PFS チームがすばる戦略枠への提案を目標に検討を進めている長期サーベイプログラムの内容については、高田らの PASJ 論文 [6] に詳しく述べられているので、ここでは概略を述べる。大きく分けて、3 つのプログラムを柱として検討が進められている。

- 宇宙論

  ダークエネルギーの性質に強い観測的制限を与えることが、大きな目的である。PFS では、HSC の画像データから $0.8 < z < 2.4$ の範囲にある輝線銀河候補を選び出して、comoving volume で $\sim 10\ h^{-3}\mathrm{Gpc}^3$ に及ぶ大規模な分光サーベイを行い、~400 万個の銀河について赤方偏移を正確に求め、BAO スケールの精密測定を目指す。HSC による撮像サーベイを用い同じ天域について PFS で分光サーベイを行うことで、様々なシステマティックを良く理解した上で宇宙論パラメータを観測データから導出できること、

[13] Wide Field Corrector (補正光学系)。HSC のものを共用する。
[13] 54mm 厚のシリカガラス平行平板。光学的に HSC のフィルター、デュワー窓の代わりとなる。
[13] 各ファイバーの先端に接着される。

項目	仕様				コメント
			主焦点面		
光学配置	WFC[11]+ Field Element[12]+ マイクロレンズ[13]				
視野	直径約 1.3 度				六角形。頂点間 1.4 度。
入射口径比	2.8				
ファイバー本数	2394				天体及びスカイ観測用。
各ファイバーの視野	1.″1				ファイバーコア径 128μm
各ファイバーが動ける範囲	直径 9.5mm の円内				
ポジショナー間隔	8mm				
隣接ファイバーの最小距離	約 3mm				
ファイバー (再) 配置時間	約 60 秒				カセグレン焦点に取り付けるメトロロジカメラで主焦点面全体を一回の露出で撮像し、ファイバーの現在地を測定、目標位置との差異を計算し、イテレーションをかける。
			分光器		
	Blue	Red		NIR	
		Low Res.	Med Res.		
波長域	380-650nm	630-970nm	710-885nm	940-1260nm	
分解能	2300	3000	5000	4300	
運用開始	2019 年半ば				2018 年初旬コミッショニング開始

表 5.2: PFS の主な仕様

重力レンズによるスタディとの相関をとることで、宇宙論パラメータにより強い制限をつけることができること、などが HSC+PFS による大きな強みである。

- 銀河考古学

  PFS で広い波長域にわたるスペクトルを取得し様々な元素の吸収線を測定することにより、銀河系、M31、これらの周囲に分布する衛星銀河、tidal stream に属する星の視線速度、金属量を正確に測定する。また、中分散モードによるデータを追加することで、金属量だけでなくさらに主要元素量も求めることができる。すばる PFS の広い視野を生かし、ディスクからハローに至るまで様々な領域にある 100 万個程度の星を観測してこうした情報をそろえることで、各銀河の星形成と質量集積、合体の歴史を明らかにするとともに、星の運動を理論モデルとつぶさに比較して、各銀河の力学構造、特にダークマターの分布を正確に予測することができる。すばる PFS の強み、他のプロジェクトとの相補性は、その集光力により $V = 20 – 22$ 等級の星について十分に質の高いデータが得られることである。これにより、銀河中心から 10 kpc 以上離れた星についても十分なサンプルを集めて解析が可能である。さらに HSC の撮像データを使えば、よりサクセスレートの高いユニークな分光候補天体リストを用意することができ、PFS による分光サーベイの効率を飛躍的にあげることができる。

- 銀河/AGN 進化

  PFS の広い波長域は、すなわち広い赤方偏移範囲にわたって銀河をくまなく探査できることを意味する。特に $z = 1 – 2$ では、宇宙の星形成活動やブラックホールの成長、銀河の形態進化などが活発な時期だったことが示唆されており、重要である一方、分光観測の難しさから redshift desert と呼ばれるなど、銀河の統計的研究は発展途上である。PFS では、HSC deep survey で 20 平方度の天域にわたり取得される多色撮像データに近赤外のデータを組み合わせて、$z = 1 – 2$ の候補銀河を選び出し、追分光観測を行う。輝線銀河のみならず、吸収線銀河もターゲットとし、$10^{10} M_{\odot}$ までの stellar mass limited なサンプ

ルについて撮像、分光データのアーカイブをそろえることで、SDSS の高赤方偏移版を目指す。すばる PFS の視野の広さにより、銀河の大規模構造 “cosmic web” に沿ってその統計的性質を明らかできる一方、その高いファイバー面密度により銀河群スケールまで十分な研究が可能であり、赤方偏移の範囲とともに密度スケールにおけるダイナミックレンジの広さは PFS のユニークな点である。

TMT などの大型計画との関係

Euclid, TMT, WFIRST, LSST などが台頭する時期でも、PFS はユニークな威力を発揮すると期待される。他の計画に比較して、8.2m の口径、広視野、2400 という多天体分光性能を有するのは PFS だけある。Euclid, WFIRST, LSST が目指す主要なサイエンステーマの一つは、広天域の領域の銀河イメージングデータの高精度重力レンズ解析から、ダークエネルギー、ダークマターの性質を究明するというものである。しかし、重要な系統誤差の一つが測光的赤方偏移の不定性であり、無バイアスな分光銀河サンプルによる補正が必要不可欠である。Euclid、WFIRST、LSST が目指す統計精度、暗いイメージング銀河に必要な大量の分光サンプルを、現実的な望遠鏡夜数で供給できるのは、PFS のみであろう [4]。この意味で、PFS が計画している、HSC-Deep 領域の星質量で選択されたターゲット銀河の分光データは、これら 2020 年代の LSST などの大型計画に対してレガシー的役割を果たすと期待され、将来計画は PFS サーベイ領域を含む可能性が非常に高い。TMT についても、望遠鏡時間の獲得は熾烈な国際競争にあると考えられ、より確実な稀少天体の洗い出しが重要であり、すばる HSC と PFS を用いた事前サーベイによる周到な準備研究が望まれる。このときにも、HSC と PFS の広天域の宇宙論サーベイでは重力レンズ天体などの明るい稀少天体の選定、狭帯域フィルターのイメージングも含む HSC と PFS の Deep サーベイ領域では $z \sim 7$ の高赤方偏移の有力候補の選定が可能になると考えられる。以上述べたように、PFS の多天体分光能力は、2020 年代の大型計画と極めて相補的であり、様々なシナジー的サイエンスの発展が期待される。

5.4.4 広視野補償光学システム / ULTIMATE-SUBARU 計画

計画の概要

地表層補償光学系 (Ground-Layer Adaptive Optics; GLAO) は、複数のガイド星により地球大気のゆらぎをトモグラフィー再構成し、その中の地表に近い成分を補正することで、広い視野にわたって補償光学系による星像の改善をもたらす補償光学システムである (図 5.9)。

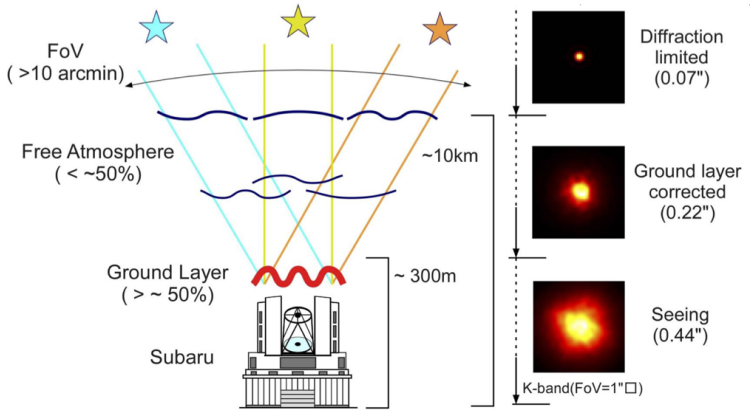


図 5.9: Ground-layer AO の概念図。右側に描かれた点源像はシミュレーションに基づくもので、GLAO では、回折限界像にはならないが、ナチュラルシーイングに対して約半分の FWHM まで星像が改善される。

すばる望遠鏡 広視野補償光学システム計画 (ULTIMATE-SUBARU: Ultra-wide Laser Tomographic Imager and MOS with AO for Transcendent Exploration) は、地表層補償光学系と、その性能を最大限に活かす近赤外線広視野観測装置をすばる望遠鏡に導入することにより、**ハッブル宇宙望遠鏡に匹敵する高い解像度**と**望遠鏡口径 2 倍に相当する高感度化**、そして**従来の 6 倍の広視野化**を実現し、これらのシステムによってしかできないユニークなサイエンスを展開する計画である。2011 年からワーキンググループによる検討を開始し、2012 年には報告書第一版をまとめた[14]。現在は引き続き概念検討を行っている段階である。

地表層補償光学系

表 5.3 には、GLAO システムの基本的な仕様をまとめた。可変副鏡は、MMT (Multiple Mirror Telescope) や LBT (Large Binocular Telescope) などで実装され、VLT への実装が進行している。すばる GLAO 用の可変副鏡は、これらの開発の成果を最大限に活用しつつ すばる望遠鏡のシステムへの組み込みを行い、コストを低減させる考えである。

仕様項目	内容
可変形鏡	副鏡
素子数	約 1,000
波面センサー	シャックハルトマン式 (100 – 1,000 分割程度)
ガイド星	レーザーガイド星 (4 個)、自然星 (3 個)
レーザータイプ	ファイバーレーザー
レーザー出力	20 W
レーザー射出ビーム系	約 25 cm

表 5.3: 地表層補償光学系 (GLAO) の仕様案

図 5.10(左) は、4 つのレーザーガイド星を 15 分角の直径に配置した場合に、点源の FWHM がどれくらい改善するかを推定したシミュレーションの結果である。近赤外線ではおおむね FWHM がナチュラルシーイングに対して約半分になる。K-band では、天頂付近で典型的なシーイングの場合、GLAO では 0.2″ が達成できると期待される。また、可視光の波長域でも一定のシーイング改善効果が期待できることが分かる。図 5.10(右) は、ensquared energy についてのシミュレーションで、GLAO を用いることで、ナチュラルシーイングに対して 1.5 – 2 倍程度の光量改善が期待できることが示されている。なお、これらのシーイング改善は 15 分角の視野全面でほぼ一様に達成される。

装置計画

GLAO によって可能になる広視野にわたる像質改善を活かした観測装置として、ワーキンググループでは複数の可能性を検討してきた。

(1) 広視野近赤外線撮像・多天体分光観測装置

現行の MOIRCS のような近赤外線撮像・多天体分光装置を 15 分角程度の視野に拡張する案で、幅広いサイエンスに活用できることが期待できる。カセグレン焦点に装着されることを想定して、4k×4k の近赤外線検出器を 4 枚用いた直径 13 分角の光学系の基本的な設計を行い、一定の成立解を得ている。一方、デュワーが巨大になること、多天体分光用のマスク交換機構をどう実装するかなど、機械系については技術的な障壁が大きいと考えており、成立性の検証ができていない状態である。

[14] http://www.naoj.org/Projects/newdev/ngao/

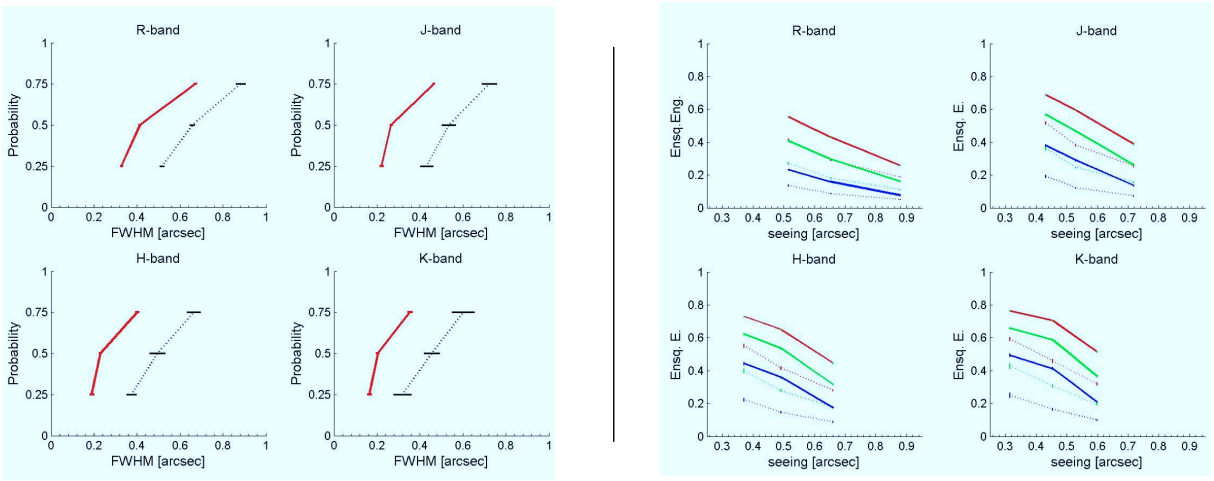


図 5.10: (左) 天頂での GLAO によるシーイング改善のシミュレーション結果。黒点線:ナチュラルシーイング、赤線: GLAO。発生頻度 25%, 50%, 75%の 3 つの場合について計算している。4 つのパネルはそれぞれ異なる波長での結果。(右) Ensquared energy のシミュレーション結果。点線はナチュラルシーイング、実線は GLAO。青線は 0.24″ 幅、緑線は 0.36″ 幅、赤線は 0.48″ の場合

(2) 広視野近赤外線撮像装置

視野を 4 つに分割しそれぞれにデュワーを用意する光学系も考えられる。分光機能を考えず撮像機能に特化した場合光学系は比較的シンプルになり、実現性はより高くなると考えられる。この場合の基礎的な光学設計も得られているが、科学目的として撮像機能だけに絞って十分な成果が期待できるかを検討した上で、技術的にさらに検討を進めることが求められると考えられる。

(3) ファイバー多天体分光装置

カセグレン焦点に分光器や検出器を含めた装置全体を取り付けるのではなく、ファイバーポジショナーを配置して、観測床など別の場所にある分光器に導くことで、広視野を活かした観測装置を実現できる可能性がある。Australian Astronomical Observatory (AAO) が開発している焦点面上をピエゾを使って移動するファイバーポジショナー Starbug を使う案が検討されている。0.2″ の直径のファイバーを 37 個まとめたバンドルを 26 個焦点面上に配置し、既存の近赤外線装置である MOIRCS に導く案が考えられている。これにより、初期の装置開発コストを低減して広視野のメリットを活かすことができる。その次のステップとして、ファイバーポジショナーの数を増やした上で、専用の光学系をもった分光器を製作することも考えられる。撮像機能が失われること、熱的雑音により、2 μm よりも長い波長をカバーすることが難しいことが欠点として挙げられる。

GLAO がすばる望遠鏡において実現されれば、これまでの 8 m 級望遠鏡よりも結像性能が高く、広視野・高感度の観測が実現できると期待される。以上に挙げたような装置だけでなく、可視光波長域も含めてあらゆる観測装置にメリットがあると言える。また、可変副鏡は 1000 素子の可変鏡として、GLAO だけでなく、single conjugate の AO に対しても高い補正性能が達成できる。これを用いた観測装置も将来には考えられるであろう。このように、可変副鏡を備えることは、望遠鏡の基本性能を大幅に強化することを意味するので、2020 年代において すばる望遠鏡が競争力を維持するために重要な戦略であるといえる。

ULTIMATE-SUBARU で展開されるサイエンス

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 – 10 m 級望遠鏡や 4 m 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 (銀河形成最盛期)、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 て観測できるにとどまり、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。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であろう。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での撮像観測によって、特定の赤方偏移範囲にある多数の星形成銀河 (輝線銀河) を探査することができる。地球大気の OH 夜光との重なりが少ない波長域を狙えば、宇宙望遠鏡に匹敵するような特に深い観測が可能になる。今後最前線の遠方銀河を見つけ、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 $z > 7$ の Lyman α 輝線銀河探査が必要である。また、形成最盛期 ($1 < z < 3.7$) における Hα 輝線銀河や [OIII] 輝線銀河の系統的探査も、この時代の星形成や AGN の活動を統計的に明らかにするために極めて重要である。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。

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。これらの情報は銀河形成のもっとも大きな謎である、ガスの feeding/feedback とよばれる銀河形成を支配するガスプロセスの解明と密接に関係しており、今後の遠方銀河研究においてもっとも注目される分野の一つである。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 – 10 m 級望遠鏡で $z \gtrsim 3$ 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ったため、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には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、はじめて形成最盛期にある銀河の解剖学は、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。

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、もう一つ例を挙げるなら、銀河系中心方向の研究が挙げられる。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、近年探査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

る星団の残骸の探査や、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。

多岐に渡るサイエンスの新展開　上記以外の分野でも、銀河系内の若い星団や星形成領域の広視野近赤外撮像観測を系統的に行うことによって、星の初期質量関数を求めたり、暗い惑星質量天体の性質（親星の有無や軌道要素、密度など）およびその起源を解明することが期待される。このように高い空間分解能と広い視野の両立、および高い感度を生かして拓かれるサイエンスは多岐に渡っている。

コミュニティでの議論と今後の展開

ハワイ観測所では、2011 年から継続的に次世代補償光学系およびそれで展開されるサイエンスについて、ワークショップを開催してきた。GLAO システムおよび新観測装置両方を整備するとなると予算が大きいこと、観測装置プランが明確になっていないことが問題であるが、2016 年 1 月にはこれまでの検討をまとめた報告書を作成し、コミュニティに公開するとともに、2016 年 2 月にはこの報告書に基づく外部レビューを実施した。このレビューの結果を踏まえつつ、コミュニティ全体を巻き込んだ議論を行いながらすばる望遠鏡の将来装置計画を具体化していくことが必要になるであろう。

5.4.5　2020 年代にむけた装置プラン

TMT 等の超大型望遠鏡計画やスペースの将来計画を踏まえて、既存の 8 – 10 m 級望遠鏡はいずれも、2020 年代にどのような役割を果たすべきかを課題としている。その中にあって、すばる望遠鏡は、特徴的な主焦点による広視野観測や優れた像質を活かした装置を整備し、従来よりも大型サーベイに重点を置いた観測プログラムを推進して、TMT などと相補的な役割を果たすという戦略を提示しており、基本的な方針は明確であると考えている。

一方、限られた観測時間、予算、人的資源、山頂インフラの中で、最大限に優れた科学的成果を挙げていくためには、従来のすばる望遠鏡がそうであったような、可視赤外線における観測パラメータのほぼすべてを網羅する戦略から、すばる望遠鏡が特に強みを発揮する領域に絞り込んで運用していく戦略への転換が必要である。このために、国立天文台ハワイ観測所では、すばるユーザーズミーティングやすばる小委員会 (Subaru Advisory Committee; SAC) で、既存の装置のデコミッションを含む観測装置計画の策定の必要性を説明し、議論を行ってきた。2014 年度には、観測所員および SAC メンバーの一部によるタスクフォースを組織し、すばる望遠鏡の観測装置それぞれの科学的成果創出のパフォーマンス、コミュニティからのデマンド、装置トラブルの頻度や運用維持のための負荷、時間交換を実施している Keck, Gemini 望遠鏡の観測装置による代替の有無などの項目を具体的に検討した。その上で観測所内や SAC での議論を経て、装置プランの観測所案を作成した。

図 5.11 は観測所の装置プラン案を模式的に表したものである。現在の共同利用装置のうち FMOS および Suprime-Cam は 2016 年頃の運用終了を計画している。HDS については、2010 年代にはできるだけ運用を維持する。AO188+IRCS は、次世代の補償光学システムが立ち上がるまではできるだけ運用を維持すべきである。一方、PI タイプのカセグレン装置を受入れる場合、MOIRCS, COMICS, FOCAS といったカセグレン装置は、一部を休止状態にするなどの対応が必要となる。また、2010 年代後半には、観測所の運用上やむを得ない場合には運用を停止する。今後具体的な日程を含めたプランを策定する予定である。

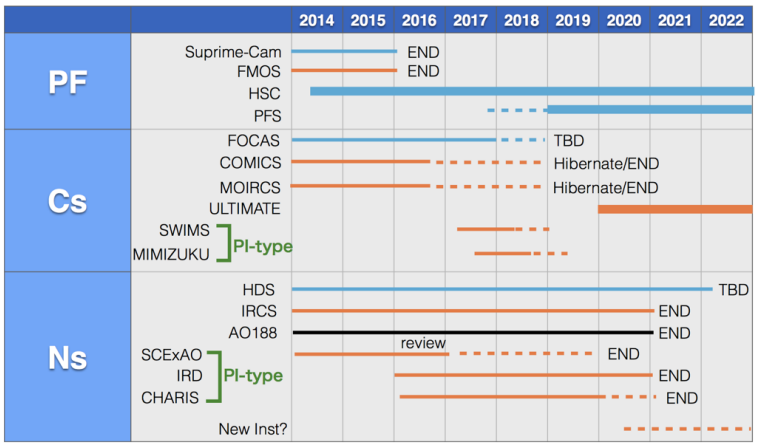


図 5.11: すばる望遠鏡の 2020 年代初頭までの装置計画案。PF は主焦点、Cs はカセグレン焦点、Ns はナスミス焦点 (可視、赤外線の二つの焦点がある) を指す。

PI タイプ装置

観測所が維持する Facility instruments は数を絞り込んでいく方針であるが、一方で PI タイプ装置の受入れは可能な限り推進すべきと考えている。すばる望遠鏡に向けた PI タイプ装置には大別して二つの意義があると捉えている。

- 比較的短い時間スケールで開発・試験、コミッショニング、サイエンス観測のサイクルを回して、先端的な技術を用いた、科学目的を特化した装置を開発することで、変化の速い研究分野において世界最先端の成果を創出する。
- 将来につながる先端的・挑戦的な技術を用いた観測装置開発を促進するため、すばる望遠鏡を開発プラットフォームとして利用する。

前者は、系外惑星探査に関する観測装置が例として挙げられる。すばる望遠鏡ではハイコントラスト観測による系外惑星の直接検出やキャラクタリゼーションのための装置として、SCExAO[15] [2] や CHARIS [1] を受け入れている。後者は、すばる望遠鏡だけでなく、TMT なども含めた将来の観測装置開発に、すばる望遠鏡が一層貢献することを目指すものである。例えば、2014 年には、8 – 10 m 級望遠鏡向けの初めての多天体補償光学システムとして RAVEN [3] の試験観測を実現した。これは、TMT の将来の多天体補償光学装置につながっていくものと考えている。限られた資源の中で、科学的成果と両立させながら装置開発を促進していくことは簡単ではないが、日本の光赤外線天文学コミュニティが持続的な発展を果たしていくためには是非必要なことであると考えている。

参考文献

[1] Groff, T. D., et al. 2014, proc. SPIE, 9147, 91471W
[2] Jovanovic, N., et al. 2014, proc. SPIE, 9147, 91471Q
[3] Lardiére, O., et al. 2014, proc. SPIE, 9148, 91481G
[4] Newman, J., et al., 2013, arXiv:1309.5384
[5] Sugai, H., et al., 2014, SPIE, 9147, id. 91470T 14 pp.
[6] Takada, M., et al., 2014, PASJ, 66, Issue 1, id.R1

[15] http://www.naoj.org/Projects/SCEXAO/index.html

5.5 TAO

5.5.1 計画概要

東京大学アタカマ天文台（The University of Tokyo Atacama Observatory: TAO）計画は、チリ共和国・アタカマ地方にある標高 5640 m のチャナントール山山頂に口径 6.5 m の大型赤外線望遠鏡を建設する計画である [1]。このサイトは、極めて小さい水蒸気量、優れたシーイング、良い晴天率など、世界トップクラスの観測環境を誇る。ここに赤外線観測に最適化した大口径望遠鏡を設置することにより、銀河形成や惑星形成などの天文学の重要課題に赤外線観測で迫る。またこの計画は、大学による次世代研究者育成もその大きな目標としており、開発・観測研究の両面で若手の育成に力を入れている。これは他の大規模国際計画での日本の競争力・発信力を高め、リーダーシップを発揮するのに重要である。

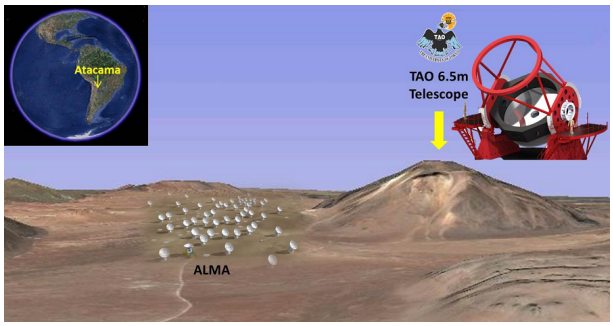


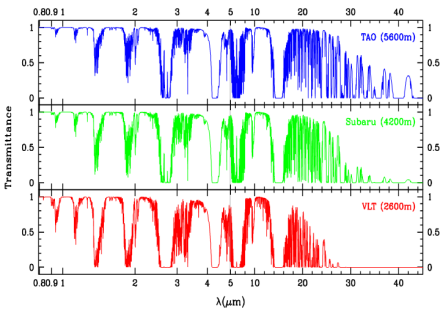
図 5.12: TAO 望遠鏡のサイト。右側に見える山がチャナントール山。麓は ALMA が展開するパンパラボラ平原。

5.5.2 サイト

TAO 望遠鏡の建設サイトは、アタカマ砂漠にあるチャナントール山山頂である (図 5.12)。このサイトは ALMA が展開しているパンパラボラ平原に隣接しており、ちょうど ALMA 全体を見渡せる位置にある。標高は 5,640 m である。これは、天文観測施設としては世界最高標高のものとなる。高い標高のお蔭で水蒸気が非常に少なく、可降水量はメディアン値で 0.85 mm、上位 25 % で 0.5 mm 以下である [2][3]。

このサイトの赤外線透過率を、図 5.13 に示す。近赤外線波長では 0.9 – 2.5 μm の大気の窓が連続し、すべての波長が観測可能となる。また中間赤外線波長では、20 μm のいわゆる Q-band の大気透過率が格段に向上するのみならず、30 – 40 μm にも新しい大気の窓が開くことが分かる。これらの新しい波長を開拓し、質的に新しい観測を実現することも TAO 計画の大きな目標の 1 つとなる。

TAO 計画では、サイト調査を 2000 年頃から継続的に行ってきた。2003 年には徒歩で山頂に登頂を行い、サイトの様子の実地調査を開始した。2006 年には、パンパラボラ平原からのアクセス道路（全長 5.7km）を開通させ、車での往来を可能とした。2009 年には、口径 1 m の miniTAO 望遠鏡を設置し、これまで地上からは観測できないとされていた Paα 線や波長 30 μm 帯中間赤外線などでの天体観測に成功している [4] [5]。これらの成果は、2014 年度末までで 7 本の査読論文、4 本の博士論文などにまとめられている。



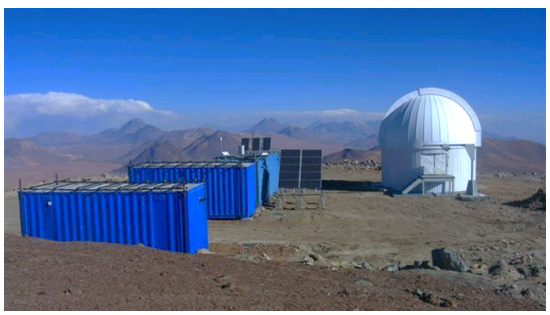


図 5.13: （左）TAO サイトでの大気透過率（右）2009 年に山頂に設置した口径 1 m の miniTAO 望遠鏡。望遠鏡は右奥のドームに入っている。手前のコンテナは観測室、発電機室、倉庫に用いられている。

光学系

TAO 望遠鏡の光学系としては、通常のリッチークレチアン光学系を採用している。赤外線性能を向上するため、瞳を副鏡位置に置くいわゆる赤外線望遠鏡光学系を採用している。最終 F 値は 12.2 とすばる望遠鏡と同じ値となっており、装置を相互利用することが比較的容易になっている。望遠鏡の遮蔽なし視野はφ 25 分角であり、同口径の望遠鏡の中では比較的広い値を持つ。最終的な像性能としては、θ_{80}(80% encircled energy) で 0.32 秒角を目指しており、それに基づいて各光学部品、機械系の許容誤差を割り振っている [6]。

望遠鏡の主たるパラメータを表 5.4 に示す。

主鏡口径	6461.0 mm	clear aperture
主鏡有効径	6153.8 mm	
主鏡副鏡間距離	6943.2 mm	
バックフォーカス	4000.0 mm	
副鏡口径	896.0 mm	clear aperture
最終 F 値	12.2	
焦点	Nasmyth x2 + folded-Cassegrain x2	
望遠鏡視野	φ 25 arcmin	

表 5.4: TAO6.5m 望遠鏡光学仕様

口径 6.5 m の主鏡は、Ohara E6 ガラスを用いた light-weighted borosilicate を採用している。これは、鏡の中を蜂の巣状にくりぬいた形状を持っており、大口径の鏡を軽量かつ比較的剛性高く実現できるのが特徴である。また、中空部分に温調された空気を流せるため、鏡の温度制御が比較的容易にできるのも利点となる。この仕組みにより、完全ゼロ膨張ガラスではない E6 ガラスで熱ひずみが起きないよう工夫されている。主鏡の製造は、アリゾナ大学スチュワート天文台のミラーラボが担当する。ミラーラボはこのような鏡の製作実績を多数有しており、その性能は MMT・Magellan（2 枚）・LBT(2 枚）などで実証されている。図 5.14 は製作中の鏡写真である。

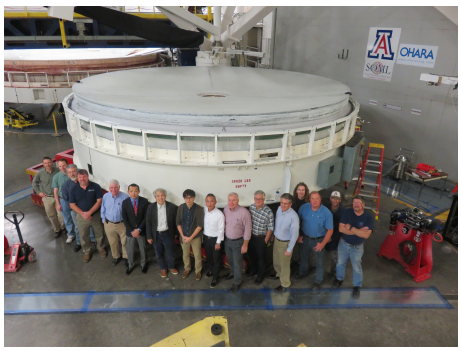


図 5.14: 製作中の TAO6.5m 主鏡と関係者の集合写真

主鏡を支え、傾きによる形状変形を抑えるためのサポートシステムについても、ミラーラボのシステムを採用する。これは 6 つの固定点、104 のアクチュエータからなっている。アクチュエータとしては、空力アクチュエータを用いており、焦点面に搭載されたシャックハルトマンセンサーからの情報をもとに、形状を補正する役割を担う。

副鏡・第三鏡

副鏡は、有効径 896 mm の凸面鏡で、主鏡同様 borosilicate ハニカム鏡を採用している。赤外線性能を重視し、鏡としては有効径外の縁が極力小さい構造とし、機械系は鏡の裏側に完全に隠れるような構造を持つ。鏡位置は、ヘキサポッド型のポジショナーで制御する。一方で、チョッピングなどの高速ビームスイッチ機構は、副鏡には持たせない。中間赤外線などチョッピングが必要な観測については、装置内にビームスイッチ機構（冷却チョッパーなど）を搭載し利用することになる。

第三鏡も、borosilicate ハニカム鏡である。鏡は主鏡から突き出た保持構造にマウントされ、回転によって使用する焦点を選べるようになっている。これによって、観測に用いる装置の機動的な切り替えを実現している。

望遠鏡架台



図 5.15: 製作中の TAO 望遠鏡架台

望遠鏡架台としては、トライポッドディスク型の Alt-Az マウントを採用している。駆動部は静水圧ベアリングで支えられており、これをフリクションドライブで駆動する。また構造体は中空になっており、各部に空気を循環させることで温度制御が可能な設計となっている。焦点としては、ナスミス焦点が各々のエレベーションディスクの中央に設置されており、加えて folded カセグレン焦点がセンターセクションに設置される。各々の焦点はガイダーと波面補正用のシャックハルトマンセンサーを有しており、高いトラッキング性能とリアルタイムでの鏡面制御を実現する。

仮組段階での TAO 望遠鏡の架台写真を、図 5.15 に示す。

エンクロージャー・観測運用棟

TAO 望遠鏡のエンクロージャ形状としては、カルーセルタイプを採用する。TAO 望遠鏡では、電力インフラの問題からエンクロージャー内を常時温調することは非常に難しく、エンクロージャーには高い換気性能が求められる。その点、カルーセルタイプのエンクロージャは、壁面に多数のベンチレーションウインドウを設置できるため換気効率が高く、観測開始時の時間ロスを最小にできるというメリットがある。またオーバーヘッドクレーンを設置することで、望遠鏡メンテナンスや装置交換の作業性・安全性を向上できるというメリットもある。エンクロージャーの回転部直径は 20 m、高さは 18 m であり、総重量はおおよそ 250 t である。すばる望遠鏡などとは異なり、回転は望遠鏡と独立して行える [7]。

観測運用棟は、エンクロージャーに隣接して設置される建物である。全体は 3 階建ての構造をしており、1 階は電源施設や機械室およびガレージが、2 階は大型の蒸着室が、3 階は観測室やラウンジが配置されている。望遠鏡エンクロージャーとは、ブリッジを介して 2 階でつながっている [7]。完成予想図および山頂でのレイアウトを、図 5.16 に示す。

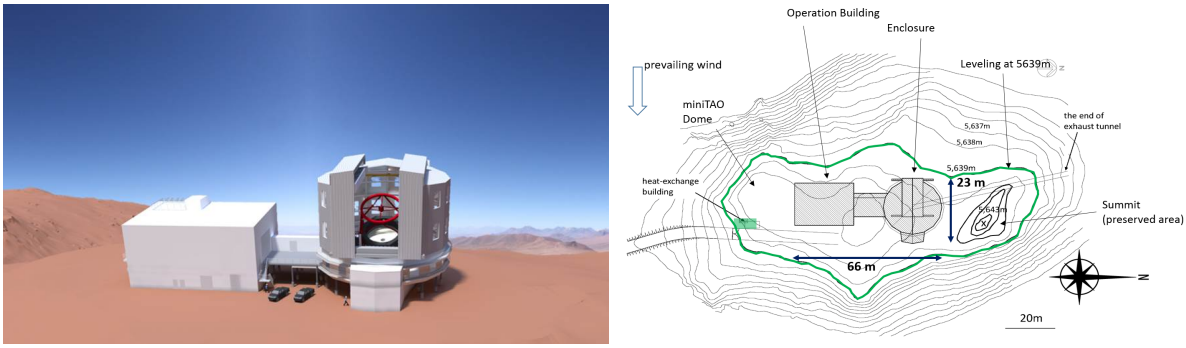


図 5.16: （左）TAO 望遠鏡エンクロージャと観測運用棟の完成予想図（右）山頂レイアウト。6.5 m 望遠鏡は山頂エリア北西側に設置する。

山麓研究棟

望遠鏡整備運用および観測のベースキャンプとして、サイトに近接する San Pedro de Atacama 市中心部に山麓研究棟を運用する。この施設は床面積 554 平米の平屋建ての建物であり、実験室やリモート観測室、会議室などを備えている。またリビングやキッチン、ベッドルーム 5 部屋もあり、観測者やデイクルーなどが長期滞在することも可能である。この施設は 2014 年中に完成し、すでに運用を開始している (図 5.17)。



図 5.17: TAO 山麓研究棟正面写真

蒸着装置

TAO 望遠鏡では、鏡の輸送リスクを軽減するため、蒸着設備を山頂に設置する計画である。この装置は、上釜と下釜の 2 つのパーツからなっており、蒸着用のフィラメントを上釜内側部分にぶら下げる構造となっている（図 5.18)。主鏡蒸着の際には、主鏡をセルから取り外すことなくセルごと上釜と下釜の間に挟み込み、全体を真空引きして蒸着を行う。また、副鏡・第三鏡の蒸着の際には、鏡を下釜に固定し、上釜と下釜だけを使って蒸着する。同様の方式は Magellan 望遠鏡で採用されており、安定的な方策である。

金属膜にはアルミニウムを用いる。これは、実績・経験が多いという事に加え、観測波長帯を可視光から中間赤外線までカバーするという特徴を活かす上で重要な点である。膜厚、面精度はアルミニウムを含浸させたフィラメントを用い、その配置を最適化することで必要スペックを実現する。また、蒸着作業として、新しい金属膜を生成する前に古い膜を剥離・洗浄するという工程が必要である。これには、安全性や実績を考慮し、水酸化ナトリウムを用いる。このための装置およびスペースも、観測運用棟内に用意されている [8]。

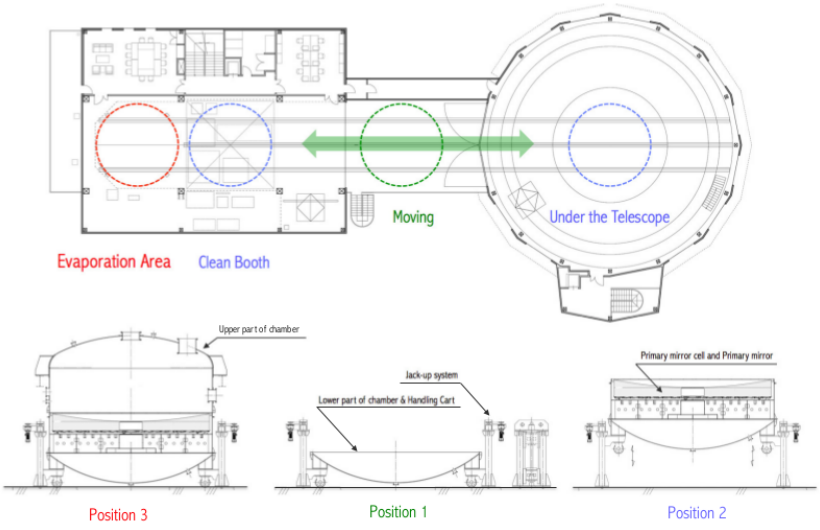


図 5.18: 蒸着設備の概念図。

5.5.3 観測装置

TAO の第一期観測装置としては、2 つの装置が開発される。一つは近赤外線装置 SWIMS であり、もう一つは中間赤外線をカバーする MIMIZUKU である。両装置とも、ナスミス焦点に設置される予定である。

SWIMS

SWIMS は、近赤外線広視野撮像カメラ/多天体分光器である。その最大の特徴は、コリメート光にダイクロイックミラーを挿入することにより、0.9 – 1.45 μm 帯 (青アーム) と 1.45 – 2.5 μm 帯 (赤アーム) の同時撮像・分光ができることにある。これにより、通常の 2 倍の効率で多波長撮像サーベイが可能となるだけでなく、近赤外線全域のスペクトルを一度に取得することができる。

撮像時の視野は $\phi 9\farcm6$ で、これを赤、青アームそれぞれ 4 台の H2RG 検出器でカバーする。アームごとに 3 枚のフィルターホイールを持ち、通常の $zJHK$ フィルターおよび、8 枚の中間帯域フィルタ及び 10 枚の狭帯域フィルタ (Paα, β など)、さらに分光用のグリズム 2 個を搭載する。これらにより、遠方銀河の SED を高い精度で決めつつ、チャナントールの良好なシーイングを活かした高い空間分解能のサーベイ観測を効率よく実行できる (図 5.19 中)。

多天体分光時の視野は $9\farcm6\times3\farcm1$ であり、スリット長にもよるが、最大で 40 天体程度の同時分光が可能である。波長分解能 $R = 1600$ – 3000 ($0\farcs25$ 幅スリット時) で 0.9 – 2.5 μm のスペクトルが一度に取得でき、TAO サイトでの高い大気透過率と合わせて、遠方銀河の撮像・分光サーベイに威力を発揮すると期待されている (図 5.19 右)。

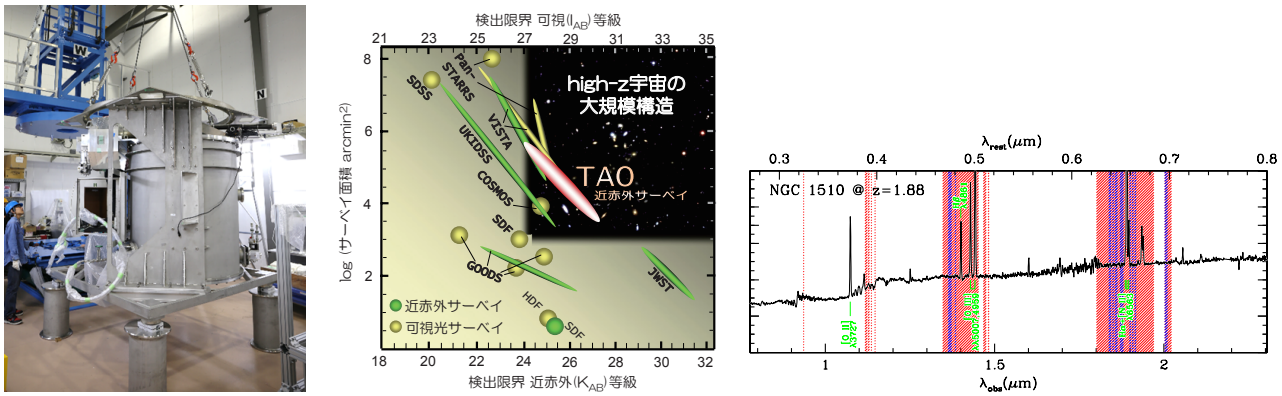


図 5.19: （左）開発中の近赤外線装置 SWIMS の写真。(中）SWIMS による近赤外線撮像サーベイ。口径を活かし、UKIDSS, VISTA に比べてもより深く、高空間分解能の観測を目指す。(右)NGC1510 を $z = 1.88$ に置いた時のスペクトルの例。青ハッチ、赤ハッチはそれぞれ TAO サイト、VLT サイトで大気透過率が 50%以下になる波長域。TAO サイト+ SWIMS では大気の透過率が高く、広い赤方偏移レンジで複数輝線の同時観測が可能となることがわかる。

MIMIZUKU

MIMIZUKU は、TAO 望遠鏡用中間赤外線観測装置である [9]。撮像と低分散分光観測が可能で、波長カバレッジは 2 – 38 μm という広い範囲にわたっている。これを実現するために MIMIZUKU では H1RG-5 μm cutoff、Si:As 1k array、Si:Sb MF-128 という 3 つの検出器を利用している。空間解像度は 8 μm より長波長側で回折限界を達成でき、10, 20, 30 μm での空間分解能は各々0.4, 0.8, 1.2 秒角である。25 – 38 μm をカバー

する地上観測装置は TAO/MIMIZUKU が世界で唯一であり、空間解像度の点では現在あるいは近未来の天文プロジェクトの中で最も高解像度の装置である（図 5.20）。

MIMIZUKU のもう一つの重要な機能は、二視野同時観測が可能なことである。中間赤外線では通常の星が暗く、ターゲット星の周りに前景・背景星がうつりこむことは極めてまれである。そのため可視近赤外線での観測で用いられる視野内相対測光ができず、これが変光天体などの同定や測光精度を損なう原因となってきた。MIMIZUKU では望遠鏡視野内の 2 つの領域をピックアップして同時観測が可能であり、これまでにない高い測光精度を達成できる見込みである。

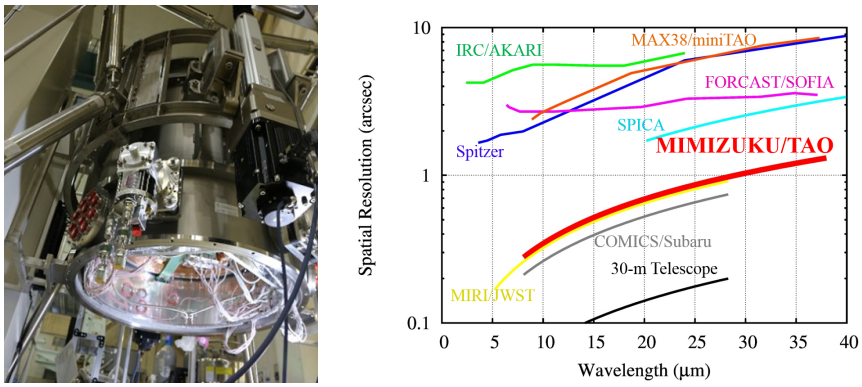


図 5.20: （左）開発中の中間赤外線装置 MIMIZUKU の写真（右）現在および近未来の中間赤外線計画の空間分解能比較。TAO/MIMIZUKU は 25 – 38 μm の領域で最高の空間分解能を有する。

第二期装置

SWIMS/MIMIZUKU に続く第二期観測装置の検討も、すでに開始している。候補の一つは、U-band の高い大気透過率を活かした分光器である。また可変副鏡を用いた補償光学システムについても、検討がなされている。

5.5.4　他計画との関係

TAO 望遠鏡は南半球に建設されるため、北半球にあるすばる望遠鏡や国内望遠鏡とは観測天体の点で相補的である。また ALMA サイトに隣接して建設されるため、観測天域は ALMA のそれと完全に共通している。これは、ALMA の観測天体の捜査やフォローアップ観測などで、非常に有利である。また、TAO 望遠鏡は比較的フレキシブルな運用が可能であり、近年重要性が増している長期間のモニタ観測や突発天体観測などでも大きな役割を果たしうる。

さらに大学望遠鏡である TAO は、大学院生や若手の育成でも大きな役割を果たす。望遠鏡時間を大学院生や若手の研究に厚く配分するほか、装置等の開発の面でも実地経験を通じた教育を進める。これらにより、次世代の大型計画で活躍する人材を輩出し、日本の天文学全体に大きく貢献する。

5.5.5　望遠鏡時間

TAO 望遠鏡の望遠鏡時間のうち 50% は、TAO プロジェクト枠として利用する。また、10% は、チリ時間としてチリコミュニティで利用される。残る 40% は公募枠とし、全国の研究者に開放される。また大学望遠鏡であることから、東京大学のみならず全国の大学院生の学位のための観測を重視する。TAO プロジェクト枠を含めた共同研究・共同観測は、常に歓迎する。

5.5.6 スケジュール

TAO 計画は、2013 年度の補正予算措置を受け、製造建設フェーズに入っている。2015 年には、鏡・架台を含めた主要部品の製造が完了する。製造完了後国内工場で実験調整を行い、チリに輸送、山頂での建設組立を進める。ファーストライトは、2017 年度内を目標としている。

参考文献

[1] Yoshii, Y., et al., 2014, SPIE, 9145, 914507
[2] Miyata, T., et al., 2008, SPIE, 7012, 701244
[3] Konishi, M., et al., 2015, PASJ, 67, 4
[4] Motohara, K., et al., 2010, SPIE, 7735, 77353
[5] Nakamura, T., et al., 2010, SPIE, 7735, 773561
[6] Morokuma, T., et al., 2014, SPIE, 9145, 914553
[7] Sako, S., et al., 2014, SPIE, 9145, 91454P
[8] Takahashi, N., et al., 2014, SPIE, 9145, 91454N
[9] Kamizuka, T., et al., 2014, SPIE, 9147, 91473C

5.6　京大 3.8 メートル望遠鏡

5.6.1　京大 3.8 メートル望遠鏡仕様

国立天文台岡山天体物理観測所構内に、口径 3.8 m の新技術光学赤外線望遠鏡を建設する。主鏡は国内初の分割鏡で、可視近赤外望遠鏡では世界初となる花びら形である。その分割主鏡を、超精密研削技術と独自開発の CGH 干渉計を駆使して製作する。加えて、遺伝的アルゴリズムにより最適化された軽量コンパクトな架台を用い、次世代の超大型望遠鏡や量産型中口径望遠鏡のために必要な基礎技術を実験開発する。分割鏡の制御に必須となる非接触の位置センサーをはじめ、その大部分に国産の技術が用いられている分割鏡望遠鏡である。



図 5.21: 京大 3.8 m 望遠鏡の完成予想図。ナスミス台と方位ベースの色は地元浅口市の小学生の投票により決定された。

望遠鏡の光学系はリッチークレチアン式で、焦点は 2 つのナスミス焦点のみだが、合成 F 比は F/6 と明るく、2 枚の補正レンズを用いた際の視野は直径 1°(なしの場合は 12′) となる。F/6 の焦点比では、F 変換レンズやマイクロレンズなどを用いないで直接光ファイバーを配置して天体の光を拾い上げることが可能となるため、ファイバー分光器の設置がより容易となる利点を持つ。また、焦点スケールが 110 μm/1″ となり、画素サイズ 24 μm の CCD であれば 0.″22/pixel と直接焦点面に配置して観測に使用できるものとなっている。望遠鏡の本体重量は 20 t で、この規模の望遠鏡としては非常に軽いため、望遠鏡を早く動かす事が可能である。突発天体出現の際には、どの方向に出現しても 1 分以内に観測が始められる事を目指して、望遠鏡と観測装置を合わせた観測システムの統合制御を行う。

完成予想図を図 5.21 に示す。また、仕様を表 5.5, 表 5.6 に示す。

項目	京大 3.8 m 望遠鏡
主鏡口径	3.78 m
主鏡セグメントサイズ	最大幅 1.2 m の扇型
主鏡セグメント数	18
主鏡 F 比	1.3
副鏡口径	1.1 m
副鏡形状	非球面
光学系	リッチークレチアン
合成 F 比	6.0
主鏡-副鏡間距離	3.7m
波長	0.4 – 2.4 μm
望遠鏡重量	20 t
最低固有振動数	10 Hz (鏡筒のみ)
運用開始	2018 年

表 5.5: 京大 3.8 m 望遠鏡の仕様

項目	京大 3.8 m 望遠鏡
焦点スケール	9.″09/mm
焦点サイズ	12′ϕ (補正レンズなし)
	1°ϕ (補正レンズあり)
焦点面曲率半径	1425 mm (補正レンズなし)
	3175 mm (補正レンズあり)
結像性能	0.″28 (光学系のみ)
方位軸最高駆動速度	4°/秒 以上
高度軸最高駆動速度	3°/秒 以上
ロテータ最高駆動速度	3°/秒 以上
指向精度	3″(rms) 以下
クローズドループ追尾精度	0.″25/時 以下
オープンループ追尾精度	0.″5/10 分 以下
加速度	1°/秒 ^{2} 以上

表 5.6: 京大 3.8 m 望遠鏡の仕様 2

5.6.2 主な研究課題と観測装置

中口径の機動性と占有性を活かし、ガンマ線バースト等の突発天体・新技術補償光学を用いた系外惑星の直接撮像・スーパーフレア等の特色ある研究を推進する。さらに、国内の大学による利用にも供し、これらを通じて日本の大学での研究・教育・人材育成の基盤的拠点とする。

観測研究課題として京大グループで重点を置いているものは、主としてこの望遠鏡の機動性、占有性、経度を活かしたものである。

- ガンマ線バースト、超新星、激変星、X 線新星等の突発天体現象
  これらの代表的な突発天体現象 (激変天体現象) の多くは、高密度天体 (白色矮星、中性子星、ブラックホール) に落ち込むガスが明るく光り、観測されるものである。このような突発天体現象の研究は、相対論的天体の物理的理解において大きな意義がある。これは、現在進行中の大学間連携での観測の中核ともなる。また、これらの中にはガンマ線バーストや超新星のように重力波源の候補もあり、その可視光対応天体の観測に貢献できる。さらに、時間軸にも重点を置いた撮像サーベイが世界的に行われるため、東アジアにおいてそのフォローアップを行うことは、新たなパラメータ空間での天文学を拓く可能性がある。

- 系外惑星の直接撮像観測
  太陽系外惑星の研究では、すでに存在が明らかになった惑星を分光観測しその性質を明らかにすることや、さらに主星に近い領域で新たな惑星を直接撮像していくことが次なる目標であり、そのためにはすぐれた Inner Working Angle (IWA; 主星のどれだけ近傍まで高いコントラストで観測できるか) を備えた観測装置を、豊富な観測時間が得られる望遠鏡に搭載することが重要である。ここでは、新技術の Adaptive Optics (ExAO) を開発して上記の目標を達するとともに、TMT 等のセグメント望遠鏡に対する観測機器の基礎開発とする。

- 太陽型恒星のスーパーフレア現象の解明
  太陽に似た星の活動性を調べるため、ケプラー衛星のデータを精査したところ、約 300 個の星でスーパーフレア (太陽で観測された史上最大のフレアの 10 倍以上のエネルギー規模のフレア) が発見された。さらに、べき乗則から、最大級の太陽フレアの 100 倍のエネルギーのフレアが 800 年に 1 度の頻度で起こることが示唆された。スーパーフレア星の性質と活動性の変化を明らかにするために、長期的な占有時間で、可視光高分散分光観測によって系統的な探査と継続的なモニター観測を行うことが重要である。また、こういった分光観測装置によって、現在岡山 188 cm 望遠鏡で行われているドップラー方式での系外惑星探査を継続しさらに発展させることができる。

その他の観測対象と併せてまとめたものを表 5.7 に、それらの観測を行うための開発中/計画中の観測装置を表 5.8 に示す。

観測対象	観測タイプ	観測モード
γ 線バースト、超新星、激変星、X 線新星等	突発天体	面分光/高速分光
系外惑星/円盤の直接撮像	サーベイ	極限 AO ＋コロナグラフ
太陽型恒星のスーパーフレア現象	モニタ	高分散分光
ドップラー法による惑星探査	サーベイ/モニタ	高分散分光 (高精度・高安定)
超新星分光	モニタ	測光分光
AGN 分光	モニタ	測光分光
星周磁場やジェットの偏光	モニタ	偏光ユニット追加

表 5.7: 主な観測対象と観測モード

装置名称	概要
高速撮像分光器	512×512 EM-CCD 搭載、最速で 36 frame/sec
可視面分光装置	$15''\phi$ を 127 本のファイバーでカバーし KOOLS へ
SEICA	極限補償光学＋コロナグラフで主星の $0''.1$ 周辺まで観測
可視高分散分光器	$R = 50,000$ $U \sim z$ バンドを 2 天体同時測光分光
近赤外相対分光器	$R \sim 5,000$ $z \sim K$ バンドを 2 天体同時測光分光
近赤外高分散分光器	極限補償光学＋シングルモードファイバで $R > 100,000$
偏光ユニットの追加	

表 5.8: 開発中/計画中の観測装置 (PI 装置を含む)

これらの装置を利用して到達できる限界等級の目安は、露出時間 1 時間、S/N=10、Sky 差し引きを行うという条件で AB 等級で可視光撮像では 24 等、近赤外撮像では 22 等であり、低分散分光の場合は 3 等、高分散分光の場合は 6 等程度これよりも明るい天体が観測対象となる。

上記観測研究以外の開発研究課題として、

- 世界最高精度の研削加工/計測技術による自由曲面の加工 (次世代装置の製作に極めて有用)
- 世界初となる花びら型分割鏡のリアルタイム制御
- 機動性の高い軽量架台の高速制御 (衛星やデブリなどの高速移動対象の追尾技術)
- 望遠鏡の低コスト技術

が挙げられる。これら以外にも、定期的なワークショップや運用開始後には共同利用を行う大学等の研究者とともに学外メンバーを含めて組織される共同利用協議会 (仮称) などで、コミュニティとして整合性のある研究計画を作り上げていく。

5.6.3　TMT などの大型計画との関係

2000 年以降、現在までの日本の観測天文学は、すばる望遠鏡を中心に多くの観測提案を行うことで研究が進められてきたが、2020 年代には TMT、すばる、TAO、京大 3.8 m と多様な口径の望遠鏡での役割分担が可能となる。これまでにも行われてきたサーベイ的な観測は、すばる望遠鏡の広視野装置を用いてより広く深く進められ、TMT ではより詳細な観測が行われる。近年の観測天文学でもう 1 つ重要となってきた要素として、時間変化を追うモニター的な観測がある。モニター観測を行うには、占有時間の高い望遠鏡が必要であり、TAO や京大 3.8 m などの望遠鏡が TMT やすばるでは行うことのできないモニター的な観測を行うことで、相補的な役割を持つ。京大 3.8 m は、北米やハワイで発見された突発増光天体をいち早く追観測するには経度的に有利な立地条件にあり、望遠鏡の即応性の高さから、東アジア地域での突発天体観測の中核施設となる。また、系外惑星探査では、中間赤外線・遠赤外線での SPICA、サブミリ波での ALMA による惑星系や原始惑星系円盤の研究と相補的な成果を得られ、重力波望遠鏡 (KAGRA) と

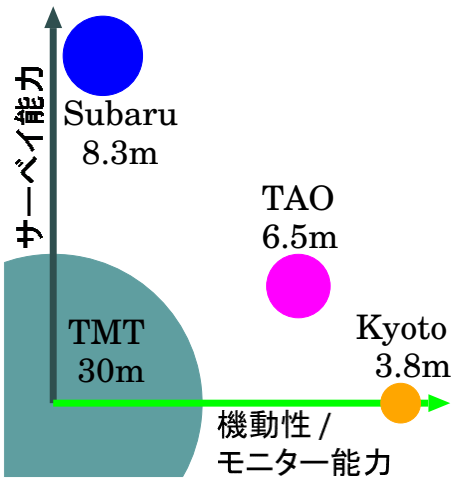


図 5.22: 将来的な日本の地上望遠鏡の役割分担。丸の大きさは主鏡口径を表しており、望遠鏡や装置の性能に占有時間も考慮した「能力」を定性的に表したもの。

の共同研究課題として、可視光で対応する突発天体の発見と重力波源の理解への寄与がある。

間接的な寄与としては、人材の供給がある。本計画では、望遠鏡、分割鏡制御、光学素子製作の技術を備えた人材を育成する。さらに、TMT の観測装置など、メートルサイズの多様な光学装置の開発技術を獲得するという面でも、重要な寄与ができる。また、セグメント鏡での Adaptive Optics を確立し、TMT の観測装置への橋渡しをするとともに、3.8 m 望遠鏡での系外惑星探査の成果を TMT でのサイエンスにつなげる。

5.7　南極中口径望遠鏡 (AIRT)

5.7.1　概要

極寒の乾燥した南極内陸の標高 4000 m の氷床地帯は、水蒸気が少なく大気の透明度が高い。また極低温のため、大気からの赤外線放射の影響が極めて少ない。南極中口径望遠鏡 (AIRT) は、東北大学が国立極地研究所、筑波大学、京都大学等と協力して、地球上最も優れたサイトと期待される南極内陸に中口径赤外線望遠鏡を設置し、high-z での銀河進化の解明や、極夜を利用した長期間連続観測による太陽系惑星の大気構造の研究、生命存在の可能性のある系外惑星発見のための観測的研究を行う。AIRT は、現在のドームふじ基地から南に 60 km の距離に計画されている新ドームふじ基地に建設を計画している (図 5.23, [1])。

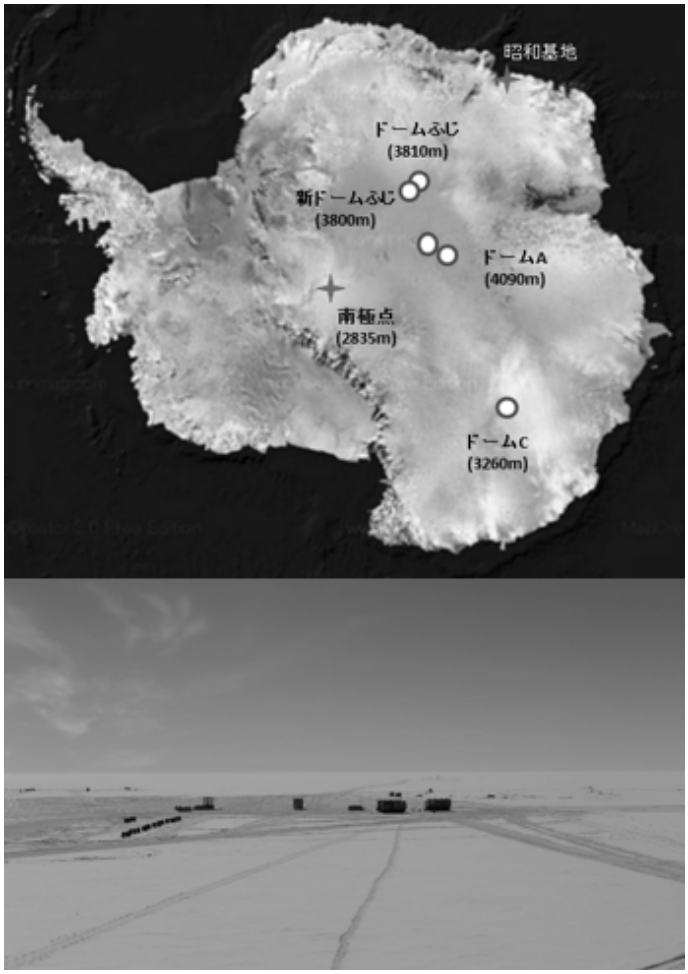


図 5.23: 南極の天文基地とドームふじ基地

5.7.2　科学的目的

南極内陸、特に新ドームふじ基地の冬期における観測環境の特徴は、高い晴天率 (晴天 85%、快晴 70%)、低い接地境界層 (約 15 m 高) 上の良好なシーイング (可視光で 0.23 秒,[2])、水蒸気量 0.12 mmPWV、低温 (平均マイナス 70 ℃) 大気による低バックグランド (マウナケアの 1/50~1/100 熱放射) である。南極内陸に口径 2.5 m 級の望遠鏡を設置した場合、撮像性能ですばる望遠鏡より優れた性能を発揮する。近赤外線では、J バンド (1.2 μm) より長波長では回折限界の観測となる。水蒸気量が極端に少ないので、現在の天文台では観測困難な大気の窓での赤外線観測が可能である。安定した大気、高い快晴率、極夜における 5ヶ月間の連続観測などで、独創的な研究が可能となる。このような好条件を生かして、下記のような研究を計画している。

系外惑星大気の水蒸気の検出

近年、Kepler などのトランジット観測により、多数の系外惑星探査、特に地球型のように質量が小さく、長周期の惑星が発見されている。このような系外惑星の科学は、大気の性質を調べる段階に入った。惑星大気は赤外線波長に CO_2、CH_4、H_2O などの分子の強い吸収帯を持つ。この波長に合わせて低分散での分光トランジット法を応用することで、惑星大気の分子の存在や大気の厚みに関する情報も直接得ることができる。大気が薄く非常に安定している南極では高い測光精度が得られるため、分子によるトランジット法を応用するサイトとして地球上で最も優れた場所と言える。赤外線でのトランジット分光観測は、一部 HST や Spitzer などの宇宙望遠鏡でも行われているが、宇宙望遠鏡は高価・短命であることや装置交換ができないことを考えると、南極は定常的な観測が可能な地球上で最も適した場所である。さらに南極での極夜は連続して 5ヶ月以上の観

測が可能であり、長周期惑星の観測を効果的に行うことができる。恒星を回る惑星は、複数存在するはずである。小型の広視野望遠鏡と CCD カメラによる連続観測によって複数の惑星を持つ星を発見し、惑星の周期に合わせて、赤外線観測でその大気の成分を明らかにする。可視光からは大気の散乱、赤外線からは大気の成分と温度、大気の厚みなどが測定される。特に、M 型星などの低温星においては、惑星と主星の光度比が小さく、高い精度で惑星大気の観測が可能である。水成分は生命が存在する可能性を知る最も良い分子であるが、惑星大気を透過する主星の吸収線から大気水蒸気量、厚みを知ることができる。これまでの天文台では地球大気の水蒸気によって高い精度での観測が困難であり、宇宙望遠鏡などが必要とされていた。南極では地球大気の水蒸気量が極端に少ないので、観測が可能となる。特に南極は大気が安定していることも高い精度での観測を可能にする。

10 μm レーザーヘテロダイン分光器による太陽系惑星の大気構造の研究

東北大学では 7 – 13 μm で波長分解能 $R = 10^7$ – 10^8 のヘテロダイン分光器を開発した。バンド幅は 1 GHz、量子限界の 1/2 程度の感度を達成した。赤外線でのヘテロダイン分光器は、世界にはまだ 2〜3 台しかない。ドームふじ基地から見る惑星は高度が低いものの、水蒸気量が少なく、連続して観測できる利点があり、惑星大気中の様々な分子による大気組成と循環、温度分布、それらの鉛直分布などの研究が可能である。地球型系外惑星への観測の応用には望遠鏡の口径は十分ではないが、ホットジュピターの大気成分や構造の研究には有効であり、将来の大型望遠鏡によるハビタブルゾーンにある系外惑星観測の基礎的な研究になることが期待される。

遠方宇宙での広域銀河探査

$10^9 M_\odot$ 程度の銀河は、ビルディングブロックとして大質量銀河の進化に大きな影響を与えている。銀河生成が盛んで合体が頻繁に起きていると言われている $z = 2 \sim 3$ の時代での低質量銀河の広域探査を行う。近赤外線で最も空の暗い波長 2.4 μm で、限界等級 26.5 mag (AB) の観測を行う。他に J バンド、3.5 μm で同時観測を行い、銀河のクラスタリング進化、大規模構造内部での合体の頻度などを解明する。すばる望遠鏡+MOIRCS 以上の性能が得られるので、1 年程度でプロジェクトが完成する。近赤外線での銀河の広域探査は宇宙望遠鏡が最も有効であるが、本研究では角度分解能が高く (回折限界 0.25 秒@2.5 μm)、極めて安価に、また早く研究を進めることができる。

その他、極夜を利用した長周期変光星の観測、超高光度赤外線銀河 (LIRG) における II 型超新星探査、GRB や重力マイクロレンズのモニターキャンペーンへの参加、200 μm 帯での赤外線検出器の実証試験などの装置開発にも応用される。5 μm より長波長では、昼間でも明るい星などの観測も可能である。同時期に建設されるテラヘルツ望遠鏡とのシナジーによる high-z 銀河の進化、銀河系内での星生成領域での研究も重要なテーマである。シーイングが良いので、夏期の太陽の高空間分解能の連続観測も期待されている。さらに将来の赤外線観測技術と干渉計技術開発にも資する。

5.7.3 望遠鏡と観測装置仕様

望遠鏡 (図 5.24) と第一期観測装置の仕様を、表 5.9 に示す。2 つのナスミス台において、光路を切り替えながら使用する。保守・維持が困難な場所なので、装置交換は数シーズン毎に越冬交代の夏期に行う。日本からのリモート観測で、観測装置の保守は越冬隊員が行う。通信回線が細いので、画像データの解析は現地又は交代期にデータを日本に持ち帰って行う。本設備は、極地研と国立天文台の協力の下、筑波大などとの大学間連携によって開発、建設、維持する。

望遠鏡	AIRT(Antarctic Infrared Telescope)		
	口径	2.5 m	
	ナスミス合成焦点距離	30 m (F/12)	
	ナスミス台	2ヶ所切り替え	大きさ 1 m×1 m、耐加重 1 トン
第 1 期観測装置	三色同時撮像分光装置 (AIR-C)		
	観測波長	赤外線 3 チャンネル	0.8 – 5 μm
	検出器	2 K×2 K InSb	3 個
	画素の大きさ	25 μm×25 μm	
	ピクセルスケール	0.25 秒	K バンドでの回折限界
	低分散グリズム	$R \sim 50 - 100$	約 10 天体の多天体分光機能付き
	視野	9 分角 ×9 分角	
	検出限界	24.5 mag (AB) K_{dark}	点源 1 時間露出 S/N=5
第 1 期観測装置	ヘテロダイン分光器 (MILAHI)		
	検出器	HgCdTe フォトダイオード	
	バックエンド帯域	1 GHz	
	波長域	7 –13 μm	
	波長分解能	$R \sim 10^7$ – 10^8	
	視野	0.85 秒	10.3 μm での回折限界
	検出限界	20 mK (14 Jy)	点源 1 時間積分 S/N=1

表 5.9: AIRT および観測装置の仕様

5.7.4 大型計画との関連

大学においては、萌芽的、独創的な研究の創成と優秀な人材の育成が期待されている。また巨大プロジェクトは、大学が主体になるのは困難である。以上のような観点から、本設備は大学の基盤装置として、南極での利点を生かした独創的なサイエンスの開拓、教育・研究を通じての人材の育成、装置開発、国内外の研究者との共同研究、極地科学・工学とのシナジーなどを推進する。南極は、小型の装置であっても新しい大気の窓での研究、低背景放射での高い効率などの利点を生かすことで、新しいサイエンスが期待できる。その結果、大型計画に携わることのできる人材の輩出、大型観測装置によるサイエンスの提案にも貢献する。

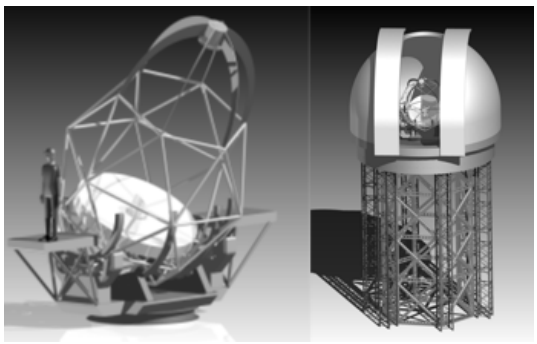


図 5.24: AIRT と地上 15 m 高に設置するドーム

5.7.5 外国の状況と国際協力

南極点の米国基地には 10 m サブミリ電波望遠鏡が設置され、宇宙背景放射の研究で目覚ましい成果を上げている。より観測条件の良い氷床ドームでは、フランスとイタリアがドームＣ基地を建設し、2005 年より可視光での越冬観測を続けている。ドームＡには中国が小型望遠鏡を設置し、2012 年から 50 cm シュッミット望遠鏡による無人観測を開始した。米国は、2012 年にドームＡの近く、リッジＡに小型のテラヘルツ観測装置を設置して、大気透過率の調査を開始するとともに、銀河面サーベイを続けている。このように世界各国が

注目する南極内陸において、世界で初めて赤外線やテラヘルツ分野で日本がイニシアティブを取る意義は大きい。将来、世界各国が共同で南極内陸に天文基地を建設することも期待される。現在、極地科学の国際組織 SCAR(Scientific Committee on Antarctic Research) の下、2010 年から南極天文学の国際委員会 (Astronomy and Astrophysics in Antarctica, AAA) が活動している。

5.7.6 スケジュール

当初の予定では、極地研の第 9 期南極地域観測計画 (2016 度から 6 年間) にて新ドームふじ基地に越冬基地を建設し、それと同時に、10 m テラヘルツ望遠鏡と 2.5 m 赤外線望遠鏡の建設を始める計画であった。しかし、2 年間「しらせ」が接岸ができなかったことなど、南極事業の遅れと、基地建設のための予算的な問題で、第 9 期の越冬基地の建設は先送りとなった。従って、第 9 期ではこれまでと同様に小型望遠鏡での調査や研究を続け、2020 年代中期での望遠鏡建設を目標とする。

参考文献

[1] http://www.astr.tohoku.ac.jp/ ichikawa/antarctic/report/AIRT.pdf
[2] Okita, H., et al., 2013, A&A. 554, L5-8

5.8　広島大 SGMAP 計画

5.8.1　概要と科学的目的

広島大学 SGMAP (Search for the Galactic Magnetic-field by All-sky Polarimetric survey) 計画は、これまでほとんど開拓の進んでいない「可視偏光」による天体観測を追求し、全天の 3 分の 2 に及ぶ天域を多色偏光撮像サーベイして、この分野で世界のトップに立つとともに、歴史的な全天偏光データベースを構築して天文学の広い分野に貢献しようとする計画である [1]。このため、口径 2m の可視赤外線望遠鏡を広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台に設置する (図 5.25)。



図 5.25: SGMAP 望遠鏡と東広島天文台。現行のかなた望遠鏡の隣に MAGNUM 2 m 望遠鏡を移設して SGMAP 計画専用に用いて、全天の偏光撮像サーベイを行う。

天体の可視偏光観測は、未開拓の領域が大きく広がるフロンティアである。宇宙における磁場構造とその起源、星間ダストの性質、宇宙ジェットの構造と放射機構、宇宙マイクロ背景放射の精密測定による宇宙論の検証など、大規模かつ精密な可視偏光観測がもたらすサイエンスは、測光や分光などの観測では成し得ない大きな広がりを持っている。これまでになされてきた偏光観測は、データの量と質の両方においてきわめて貧弱と言わざるを得ず、そのために上記の研究分野は停滞を余儀なくされている。

SGMAP 計画は、未だ研究の手が十分に届いていない天文学の領域に踏み込み、新たな知見を得るために、これまでにない大規模な可視偏光観測を行う計画である。現在、SGMAP 計画に匹敵する大規模な天体偏光サーベイの計画はなく、機を逸せずにこれを敢行すれば、当該分野において我が国が世界をリードできるだけでなく、世界の天文学に歴史的基礎データを提供できるであろう。

5.8.2　計画内容と装置仕様

口径 2 m の光赤外望遠鏡を東広島天文台に設置し、多色同時偏光観測装置を開発・装着して観測可能な全天域の偏光サーベイを行い、世界初の系統的な大規模偏光天体データベースを構築する。これを元に、銀河系磁場構造の解明を行う。大規模偏光データベースおよび得られた銀河系磁場構造の情報は、銀河系の構造形成史の研究のみならず、星間塵から遠方の銀河研究にまで使用される汎用性の高いものであり、歴史的なデータとして世界の天文学研究に大きな貢献をする。並行して、他大学等と連携して近赤外高分散分光器を開発し、偏光天体の追跡観測を行う。かなた望遠鏡や高エネルギー天文衛星とも連携し、2 m 望遠鏡とかなた望遠鏡の豊富な観測時間を利用して、学内外の大学生の観測実習を行う。2 m 望遠鏡観測装置開発、観測システム開発、さらには上記の研究プロジェクト推進を通じて、広島大学の大学院教育を行う。2 台の望遠鏡を持つ大学天文台として、広く一般社会にアピールし、社会連携活動（施設公開、観望会、講演会等）を推進する。望遠鏡は、東京大学の所有する MAGNUM 望遠鏡を移設する。望遠鏡および観測装置の仕様は表 5.10 に、観測装置のレイアウト案を図 5.26 に示す。

望遠鏡	MAGNUM 望遠鏡	
	口径	2021 mm
	カセグレン合成焦点距離	14003 mm (F/6.9)
観測装置	三色同時偏光撮像装置	
	チャンネル数	可視域 3 チャンネル (g′, r′, i′)
	偏光ビームスプリッター (PBS)	2 直交偏光成分とも透過ないし反射するもの
	視野	遮蔽のない直径 50 分角の円（3 チャンネルとも)
	偏光測定精度	$\sigma_{\rm p} \sim 0.09\%$ （3 チャンネルとも)
	検出器	4k×4k CCD 6 個 （3 チャンネル ×2 偏光成分)
	主鏡面から検出器面までの距離	1900 mm 以内
	装置総重量	500 kg 以内

表 5.10: SGMAP 望遠鏡および観測装置の仕様

5.8.3 SGMAP サーベイ計画の概要

SGMAP は、世界初の北天域（赤緯 $\delta > -30°$; 全天の 3 分の 2 の天域) における偏光サーベイ計画であり、4.5 年の観測期間で数百万個の恒星に対し可視 3 バンドで均質・高精度の偏光測定を遂行するプロジェクトである。サーベイ領域を図 5.27 に示す。

SGMAP では、視野直径 50 分角に亘る可視 3 バンドの偏光撮像観測が可能である。望遠鏡指向や検出器読み出しに掛かるオーバーヘッド込みで、1 領域 (直径 50 分角) に対し、40 秒 ×4 フレームを 1 セットとするデータの取得が、280 秒間で完了する。この 1 セット計 160 秒露出で、V=13 等の恒星に対し Δp =0.10%、V=14 等の恒星に対し Δp =0.20%の偏光測定精度が達成可能である。晴天率 33%を仮定すると、銀河面サーベイ (Region 1; 12000 平方度) に 2.1 年、中高銀緯サーベイ (Region 2; 13200 平方度) に 2.4 年掛かる (図 5.27)。すなわち、4.5 年で V=14 等よりも明るい北天の星を、Δp =0.20%の深さでサーベイし尽すことが可能である (図 5.28)。また、これ以外に少数の領域を繰り返して観測する時間変動天体サーベイも予定している。

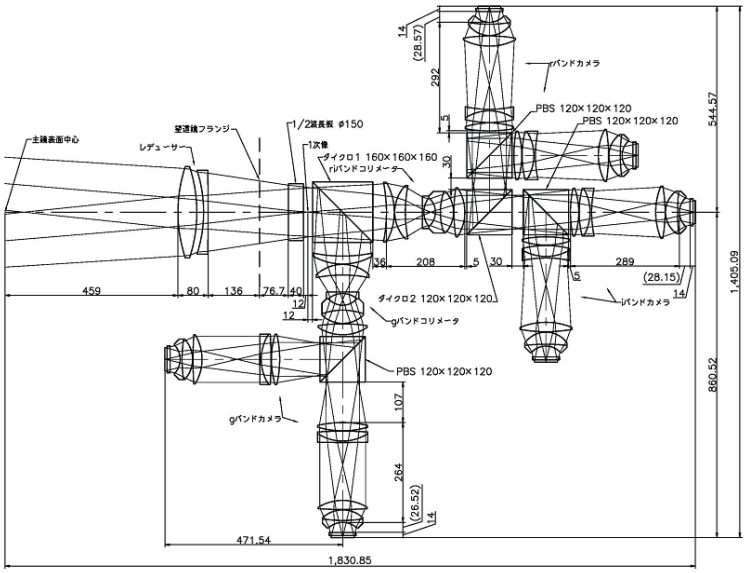


図 5.26: SGMAP 多色同時偏光撮像装置のレイアウト。左から望遠鏡の直径 50 分角視野の光束が入射する。カセグレン部のフランジの前に 2 枚玉のレデューサーを入れて F/6 の収束光にしたあと、半波長板を通って焦点 (1 次像) を結ぶ。その後、コリメータおよびカメラからなる再結像光学系と 2 つのダイクロイックプリズム、および 3 つの偏光ビームスプリッター (PBS) を介して、3 チャンネル合計 6 つの偏光像を 4k×4k ピクセルの CCD に結ぶ。

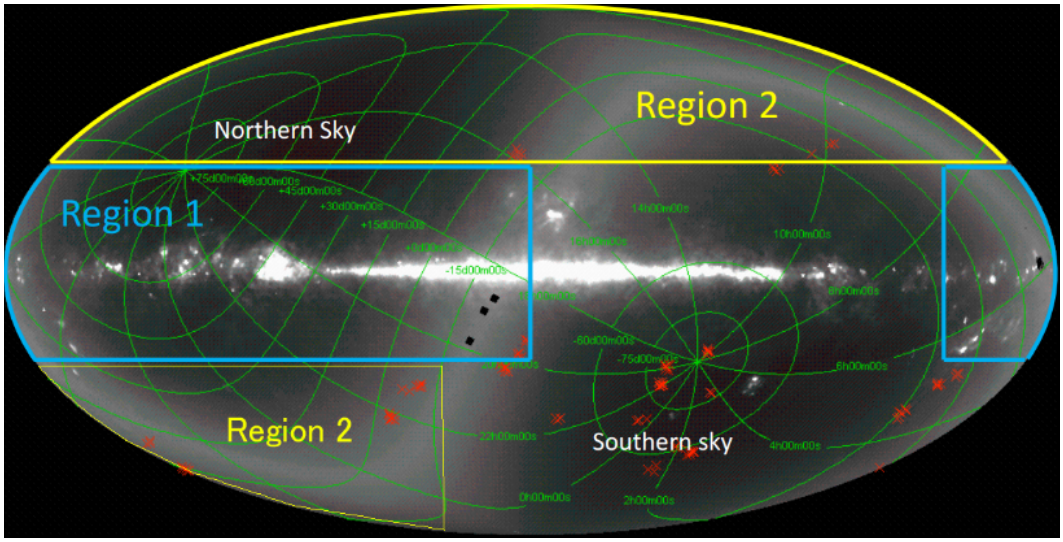


図 5.27: SGMAP でサーベイする領域を銀河座標の全天図で表したもの。銀河面サーベイ領域 (Region 1) が青線で囲まれた領域、中高銀緯サーベイ領域 (Region 2) が黄線で囲まれた領域である。

5.8.4　SGMAP によるサイエンス

遠い彼方にある天体の情報は、宇宙線や重力波といったごく一部を除き、そのほとんどすべてが電磁波によって得られている。観測的な研究は、主として電磁波が持つ 2 つの側面、「進行方向 (= 天球上の位置)」と「強度」を、波長と時間の関数として把握することによって為されている。加えて、電磁波には「偏光」という第 3 の側面がある。偏光には直線偏光と円偏光とがあるが、以下では可視域で特に重要となる直線偏光について、単に偏光と表記することにする。偏光は通常、電磁波全体のうちわずかな割合しか占めないが、偏光が持つベクトル的性質はユニークなもので、進行方向と強度の観測だけでは決して得られない情報をはるばる我々まで運んでくれる、貴重な側面である。偏光は放射源の情報だけでなく、電磁波が進む媒質のベクトル的な情報も付加して運んでくれる。

このような偏光特有な性質は、天文学のさまざまな分野の進展に大きく貢献してきている。偏光を生じるメカニズムで観測天文学上重要なものには、大きく分けて、ダスト (固体微粒子) による散乱 (ミー散乱、レイリー散乱)、自由電子による散乱 (トムソン散乱)、シンクロトロン放射、サイクロトロン放射、ゼーマン効果・ハンレ効果があり、それぞれ以下のような天文分野に深くかかわっている。

- **ダストによる散乱 (分子による散乱を含む場合あり)：**星間ダスト・星間磁場、星周物質、太陽系天体、原始星、漸近巨星分枝星、古典新星、スターバースト銀河など
- **自由電子による散乱：**太陽コロナ、高温度星 (古典新星、超新星等を含む) の光球、星周物質 (特に高温度星周辺のプラズマ)、活動銀河核周辺のプラズマ、宇宙背景放射 (CMB) など
- **シンクロトロン放射 (逆コンプトン散乱や電気制動放射を伴う場合あり)：**木星デカメートル波、天の川銀河の背景電波放射、電波銀河、超新星残骸、活動銀河核のジェット・ホットスポット、X 線連星 (中性子星、ブラックホール)、パルサー、ガンマ線バースト (GRB) など
- **サイクロトロン放射：**強磁場激変星など
- **ゼーマン効果・ハンレ効果：**太陽磁場 (黒点、彩層、コロナ)、強磁場星、分子や中性水素の電波輝線など

偏光は、電磁波としての性質上、周辺磁場と強く結びついており、シンクロトロン放射、サイクロトロン放射、ゼーマン・ハンレ効果のように磁場を起源の一つとするメカニズムで生じているものがある。一方、星間

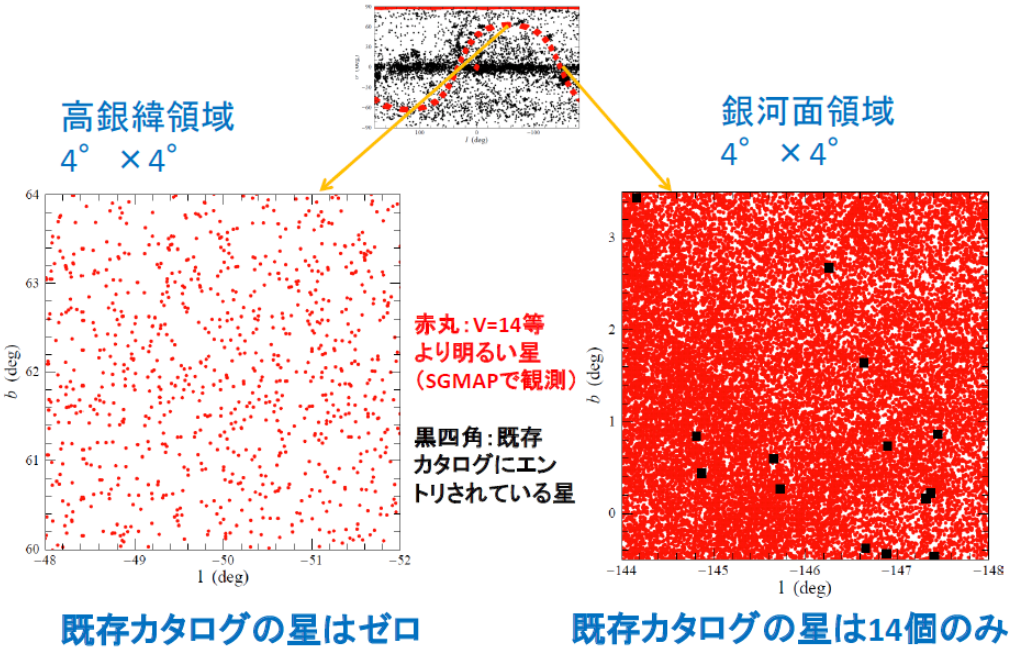


図 5.28: 高銀緯領域と銀河面領域からそれぞれ 4° × 4° の領域をピックアップして拡大して表示したもの。既存のカタログ [2] に比べ、SGMAP でいかに観測密度が向上するかが判る。

ダストによる偏光では、磁場によって統計的に整列したサブミクロンサイズの非球状ダストが選択吸収 (ないし放射) を生じることによって、結果的に星間磁場と揃った (ないし垂直の) 偏光を生じるものもある。

天の川銀河のように渦状腕を持つ渦巻き銀河においては、バルジよりも外側において、磁場のエネルギー ($B^2/8\pi$) は、星間乱流による運動エネルギー ($1/2\rho v^2$; $v \sim 7$ km/s) に匹敵するかそれ以上であり、電離ガスの内部エネルギー ($3/2 n_e kT$; $T \sim 10^4$ K)、中性/分子ガスの内部エネルギー ($3/2 n_H kT$; $T \sim 50$ K) を遥かに凌駕することが判っており [3; 4]、磁場の影響を無視しては銀河進化を知りえないといえよう。しかしながら、銀河磁場を直接的に測ることは不可能であり、偏光観測などを用いてようやく知り得ることが可能となる。

ただし、偏光のベクトル的性質特有の情報の縮退によって、偏光測定だけでは情報の抽出が難しい場合がある。天体がある固有の偏光を持つ場合でも、途中の星間媒質でそれと垂直な偏光が付加された場合には、ベクトル的に打ち消し合い、偏光がゼロになってしまう。このとき、偏光の情報だけでは、天体固有の偏光と星間偏光とを分離することは困難になるのである。

しかし、次世代のアストロメトリ衛星による大規模な恒星距離データベースが、この困難を解決する糸口を与えてくれる。Gaia が観測を開始し、続く Nano-JASMINE、小型 JASMINE などにより 2020 年代には全天 10 億個もの恒星に対する距離データベースが公開される見込みである。SGMAP 計画では、Gaia が高精度に距離測定できる 14 等級（V バンド) までのすべての恒星について、偏光測定を実施する。Gaia による距離データと SGMAP による偏光データを組み合わせれば、偏光データの縮退を解き、銀河磁場の高精度三次元マップを構築することが可能となる。

参考文献

[1] 吉田道利, 他, 2014, “広島大学 SGMAP 計画書”
[2] Heiles, C., 2000, AJ, 119, 923-927
[3] Boulares, A. & Cox, D. P., 1990, ApJ, 365, 544-558
[4] Beck, R., 2004, Ap&SS, 289, 293-302

補足：図表の掲載許可取得について

本検討書で使用した以下の図表については、編集事務局よりジャーナル等に問合せを行い、その掲載許可を取得している。

- 図 3.2(左) Anderson, L. et al., "The Clustering of Galaxies in the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: Baryon Acoustic Oscillations in the Data Releases 10 and 11 Galaxy Samples" MNRAS, 441, 24, Fig.16 (2014)
- 図 3.2(右) Samushia, L. et al., "The Clustering of Galaxies in the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: Measuring Growth Rate and Geometry with Anisotropic Clustering" MNRAS, 439, 3504, Fig.2 (2014)
- 図 3.3(左) Aubourg, E. et al., "Cosmological Implications of Baryon Acoustic Oscillation (BAO) Measurements" Physical Review D, 92, 12, id.123516, Fig.1 (2015) Reprinted with permission. Copyright (2015) by the American Physical Society.
- 図 3.5 King, A. L. et al., "High-redshift Standard Candles: Predicted Cosmological Constraints" MNRAS, 441, 3454, Fig.3 (2014)
- 図 3.6 Takada, M. & Dore, O., "Geometrical Constraint on Curvature with BAO Experiments" Physical Review D, 92, 12, id.123518, Fig.2 (2015) Reprinted with permission. Copyright (2015) by the American Physical Society.
- 図 3.7 Saito, S. et al., "Nonlinear Power Spectrum in the Presence of Massive Neutrinos: Perturbation Theory Approach, Galaxy Bias, and Parameter Forecasts" Phys. Rev. D, 80, 083528, Fig.8 (2009) Reprinted with permission. Copyright (2009) by the American Physical Society.
- 図 3.9 Lee, K.-G. et al., "Lyalpha Forest Tomography from Background Galaxies: The First Megaparsec-resolution Large-scale Structure Map at $z > 2$" ApJ, 795, 1, L12, Fig.3 (2014)
- 図 3.12 Matsuoka, K. & Woo, J., "Far-Infrared and Accretion Luminosities of the Present-day Active Galactic Nuclei" ApJ, 807, 1, 28M, Fig.9 (2015)
- 図 3.13 Schramm, M. & Silverman, D., "The Black Hole-Bulge Mass Relation of Active Galactic Nuclei in the Extended Chandra Deep Field-South Survey" ApJ, 767, 1, 13S, Fig.8 (2013)
- 図 3.14 Alexander, D. M. et al., "What Drives the Growth of Black Holes?" New Astronomy Reviews, 56, 4, 93, Fig.6 (2012) Copyright (2012), with permission from Elsevier.
- 図 3.15 Harrison, C, M. et al., "Kiloparsec-scale Outflows Are Prevalent among Luminous AGN: Outflows and Feedback in the Context of the Overall AGN Population" MNRAS, 441, 3306, Fig.6 (2014)
- 図 3.22 Zackrisson, E. et al., "Primordial Star Clusters at Extreme Magnification" MNRAS, 449, 3057, Fig.2 (2015)
- 図 3.23 Heger, A. et al., "How Massive Single Stars End Their Life" ApJ, 591, 1, 288, Fig.1 (2003)
- 図 3.24 Yonetoku, D. et al., "High-z Gamma-ray Bursts for Unraveling the Dark Ages Mission HiZ-GUNDAM" SPIE, 9144, 12, Fig.3 (2014)
- 図 3.25 Bouwens, R. et al., "UV Luminosity Functions at Redshifts $z \sim 4$ to $z \sim 10$: 10,000 Galaxies from HST Legacy Fields" ApJ, 803, 1, 34, Fig.19 (2015)
- 図 3.27 Shibuya, T. et al., "What is the Physical Origin of Strong Lyalpha Emission? II. Gas Kinematics and Distribution of Lyalpha Emitters" ApJ, 788, 1, 74, Fig.10 (2014)
- 図 3.29 Konno, A. et al., "Accelerated Evolution of the Lyalpha Luminosity Function at $z > \sim 7$ Revealed by the Subaru Ultra-deep Survey for Lyalpha Emitters at $z = 7.3$" ApJ, 797, 1, 16, Fig.13, Fig.14 (2014)
- 図 3.30 Madau, P. & Dickinson, M., "Cosmic Star-Formation History" ARA&A, 52, 415, Fig.8 (2014) Reproduced with permission. Copyright by Annual Reviews http://www.annualreviews.org.
- 図 3.31 Rodighiero, G. et al., "The Lesser Role of Starbursts in Star Formation at $z = 2$" ApJ, 739, 2, 40, Fig.1 (2011)

- 図 3.32 Daddi, E. et al., "Different Star Formation Laws for Disks Versus Starbursts at Low and High Redshifts" ApJ, 714, 1, 118, Fig.2 (2010)
- 図 3.33 Mannucci, F. et al., "A Fundamental Relation between Mass, Star Formation Rate and Metallicity in Local and High-redshift Galaxies" MNRAS, 408, 2115, Top panel of Fig.2 (2010)
- 図 3.34 Behroozi, F. et al., "The Average Star Formation Histories of Galaxies in Dark Matter Halos from $z =$ 0-8" ApJ, 770, 1, 57, Fig.14 (2013)
- 図 3.37 Guo, Y. et al., "Clumpy Galaxies in CANDELS. I. The Definition of UV Clumps and the Fraction of Clumpy Galaxies at $0.5 < z < 3$" ApJ, 800, 1, 39, Fig.4 (2015)
- 図 3.38 Schreiber, F. N. M. et al., "The SINS Survey: SINFONI Integral Field Spectroscopy of $z \sim 2$ Star-forming Galaxies" ApJ, 706, 2, 1364, Fig.17 (2009)
- 図 3.39 Peng, Y. et al., "Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function" ApJ, 721, 1, 193, Fig.1 (2010)
- 図 3.40 Leauthaud, A. et al., "New Constraints on the Evolution of the Stellar-to-dark Matter Connection: A Combined Analysis of Galaxy-Galaxy Lensing, Clustering, and Stellar Mass Functions from $z = 0.2$ to $z =$1" ApJ, 744, 2, 159, Fig.11 (2012)
- 図 3.44 Cooper, A. et al., "Galactic Stellar Haloes in the CDM Model" MNRAS, 406, 744, Fig.6 (2010)
- 図 3.45 Richardson, J. C. et al., "PAndAS' Progeny: Extending the M31 Dwarf Galaxy Cabal " ApJ, 732, 2, 76, Fig.1 (2011)
- 図 3.46 Mart'nez-Delgado, D. et al., "Stellar Tidal Streams in Spiral Galaxies of the Local Volume: A Pilot Survey with Modest Aperture Telescopes" AJ, 140, 4, 962, Fig.2 (2010)
- 図 3.47 Walker, M. G. et al., "A Universal Mass Profile for Dwarf Spheroidal Galaxies?" ApJ, 704, 2, 1274, Fig.1 (2009)
- 図 3.48 Kirby, E. et al., "Multi-element Abundance Measurements from Medium-resolution Spectra. IV. Alpha Element Distributions in Milky Way Satellite Galaxies" ApJ, 727, 2, 79, Fig.4 (2011)
- 図 3.49(左) Frebel, A. et al., "High-Resolution Spectroscopy of Extremely Metal-Poor Stars in the Least Evolved Galaxies: Ursa Major II and Coma Berenices" ApJ, 708, 1, 560, Fig.16 (2010)
- 図 3.49 (右) Kirby, E. N. et al., "The Universal Stellar Mass-Stellar Metallicity Relation for Dwarf Galaxies" ApJ, 779, 2, 102, Fig.1 (2013)
- 図 3.50 Frebel, A. et al., "Segue 1: An Unevolved Fossil Galaxy from the Early Universe" ApJ, 786, 1, 74, Fig.3 (2014)
- 図 3.51 (右) van der Marel, R. P. et al., "The M31 Velocity Vector. III. Future Milky Way M31-M34 Orbital Evolution, Merging, and Fate of the Sun" ApJ, 753, 1, 9, Fig.3 (2012)
- 図 3.51 (左) Shaya, E. J. & Tully, R. B., "The formation of Local Group planes of galaxies" MNRAS, 436, 2096, Fig.3, (2013)
- 図 3.53 Colbert, J. W. et al., "SO LWS Spectroscopy of M82: A Unified Evolutionary Model" ApJ, 511, 2, 721, Fig. 2 (1999)
- 図 3.53 Sloan, G. C. et al., "A Uniform Database of 2.4-45.4 Micron Spectra from the Infrared Space Observatory Short Wavelength Spectrometer" ApJS, 147, 379 (データアーカイブの中から M82 のデータを使用) (2003)
- 図 3.54 De Looze, I. et al., "The Applicability of Far-infrared Fine-structure Lines as Star Formation Rate Tracers over Wide Ranges of Metallicities and Galaxy Types" A&A, 568, 62, Fig.10 (2014), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.55 Deharveng, L. et al., "A Gallery of Bubbles. The Nature of the Bubbles Observed by Spitzer and What ATLASGAL Tells Us about the Surrounding Neutral Material" A&A, 523, A6, 35, Fig.1 (2010), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.55(右下) Habe, A. & Ohta, K., "Gravitational Instability Induced by a Cloud-cloud Collision - the Case of Head-on Collisions between Clouds with Different Sizes and Densities" PASJ, 44, 203, Fig.5 (1992) with permission of Oxford University Press
- 図 3.56 Kennicutt, R. C. & Evans, N. J., "Star Formation in the Milky Way and Nearby Galaxies"ARA&A, 50, 531, Fig.9, Fig.11 (2012) Reproduced with permission. Copyright by Annual Reviews http://www.annualreviews.org.
- 図 3.57(左) Sano, H. et al., "A Quality Check of the AKARI Mid-infrared All-sky Diffuse Map toward the Massive Star-Forming Regions NGC 6334 and NGC 6357" PKAS in pres., Fig.1 (2015)
- 図 3.57(右) Amatsutsu, T. et al., "The Current Status of the AKARI Mid-Infrared All-Sky Diffuse Maps" PKAS, in pres., Fig.1 (2015)

- 図 3.58 Langer, W. D. et al., "A Herschel [C II] Galactic plane survey. II. CO-dark H_2 in clouds" A&A, 561, A122, 20, Fig.1, Fig.6, Fig.17 (2014), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.59 Langer, W. D. et al., "A Herschel [C II] Galactic Plane Survey. II. CO-dark H_2 in Clouds" A&A, 561, A122, 20, Fig.7 (2014), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.61 Aniano, G. et al., "Modeling Dust and Starlight in Galaxies Observed by Spitzer and Herschel: NGC 628 and NGC 6946" ApJ, 756, 1, 138, Fig.2, Fig.3 (2012)
- 図 3.62(上) Ishihara, D. et al., "The AKARI/IRC Mid-infrared All-sky Survey" A&A, 514, A1, 14, Fig.2 (2010), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.62(下) Ishihara, D. et al., "Galactic distributions of carbon- and oxygen-rich AGB stars revealed by the AKARI mid-infrared all-sky survey" A&A, 534, A79, 10, Fig.6 (2011), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.63(左上)&図 3.63(下) Fisher, D. B. et al., "The Rarity of Dust in Metal-poor Galaxies" Nature 505, 186, Fig.1, Fig.3 (2014)
- 図 3.63 Hunt, L. K. et al., "ALMA Observations of Cool Dust in a Low-metallicity Starburst, SBS 0335-052" A&A, 561, A49, 15, Fig.1 (2014), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.64 Yamagishi, M. et al., "Difference in the Spatial Distribution between H2O and CO2 Ices in M 82 Found with AKARI" ApJ, 773, 2, L37, Fig.1,Fig.2 (2013)
- 図 3.65 Dudley, C. C. et al., "Ice Emission and the Redshifts of Submillimeter Sources" ApJ, 686, 1, 251, Fig.2 (2008)
- 図 3.66(左) Fendt, C. et al., "Spiral Pattern in the Optical Polarization of NGC 6946" A&A, 335, 123, Fig.2 (1998), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.66(右) Fendt, C. et al., "Large-field Optical Polarimetry of NGC 891, 5907 and 7331. Selecting the Intrinsic Polarising Mechanism" A&A, 308, 713, Fig.1 (1996), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.67 Chyzy, K. T. & Beck, R., "Magnetic Fields in Merging Spirals - the Antennae" A&A, 417, 541, Fig.12 (2004), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.67(右) Nikiel-Wroczyski, B. et al., "Intergalactic Magnetic Fields in Stephan's Quintet" MNRAS, 435, 149, Fig.2 (2013)
- 図 3.68(左) Greaves, J. S. et al., "Magnetic Field Surrounding the Starburst Nucleus of the Galaxy M82 from Polarized Dust Emission" Nature, 404, 732, Fig.1 (2000)
- 図 3.68 (右) Jones, T., "The Magnetic Field Geometry in M82 and Centaurus" AJ, 120, 6, 2920, Fig.2 (2000)
- 図 3.73 Rho, J. et al., "Freshly Formed Dust in the Cassiopeia A Supernova Remnant as Revealed by the Spitzer Space Telescope" ApJ, 673, 1, 271, Fig.3 (2008)
- 図 3.74 Honda, M. et al., "Detection of Crystalline Silicates around the T Tauri Star Hen 3-600A" ApJ, 585, 1, L59, Fig.1(一部改変) (2003)
- 図 3.75(A) Zolensky, M. E. et al., "Mineralogy and Petrology of Comet 81P/Wild 2 Nucleus Samples" Science, 314 (5806),1735-1739, Fig.4a (2006) Reprinted with permission from AAAS.
- 図 3.76 Nozawa, T. & Kozasa, T., "Formulation of Non-steady-state Dust Formation Process in Astrophysical Environments" ApJ, 776, 1, 24, Fig.8 (2013)
- 図 3.77(右) Ishizuka, S. et al., "In-situ Infrared Measurements of Free-flying Silicate during Condensation in the Laboratory" ApJ, 803, 2, 88, Fig.6 (2015)
- 図 3.77(中央) Kimura, Y. et al., "Direct Observation of the Homogeneous Nucleation of Manganese in the Vapor Phase and Determination of Surface Free Energy and Sticking Coefficient" Crystal Growth & Design, 12 (6), 3278, Fig.4 (2012) Reprinted with permisson. Copyright (2012) American Chemical Society.
- 図 3.78(a) Takigawa, A. et al., "Morphology and Crystal Structures of Solar and Presolar Al2O3 in Unequilibrated Ordinary Chondrites" Geochimica et Cosmochimica Acta, 124, 309-327, Fig.15 (2014) Copyright (2014), with permission from Elsevier.
- 図 3.78(b) Fabian, D. et al., "Infrared Optical Properties of Spinels - A Study of the Carrier of the 13, 17 and 32m Emission Features Observed in ISO-SWS Spectra of Oxygen-rich AGB Stars" A&A, 373, 1125, Fig.7 (2001), reproduced with permission ©ESO
- 図 3.80 Moore M. H. & Hudson R. L., "Far-infrared Spectral Studies of Phase Changes in Water Ice Induced by Proton Irradiation", ApJ, 401, 1, 353, Fig.2 (1992)
- 図 3.81 Shimonishi, T. et al., "Spectroscopic Observations of Ices around Embedded Young Stellar Objects in the Large Magellanic Cloud with AKARI" A&A, 514, A12, 12, Fig.1 (2010), reproduced with permission ©ESO

- 図 3.87 Coleiro, A. & Chaty, S., "Distribution of High-mass X-Ray Binaries in the Milky Way" ApJ, 764, 2, 185, Fig.4 (2013)
- 図 3.89 Kobayashi, C. & Nomoto, K., "The Role of Type Ia Supernovae in Chemical Evolution. I. Lifetime of Type Ia Supernovae and Metallicity Effect" ApJ, 707, 2, 1466, Fig.15 (2009)
- 図 3.90 Takiwaki, T. et al., "A Comparison of Two- and Three-dimensional Neutrino-hydrodynamics Simulations of Core-collapse Supernovae" ApJ, 786, 2, 83, Fig.1 (2014)
- 図 3.93 Green, T., "Protostars" American Scientist, 89, 4, 6, Fig.2 （2001）
- 図 3.96 Battersby, C. et al., "An Infrared through Radio Study of the Properties and Evolution of IRDC Clumps" ApJ, 721, 1, 222, Fig.12 (2010)
- 図 3.98 「ダストの内部密度進化を考慮した微惑星形成」片岡章雅、天文月報 2014 年 5 月号、図 1
- 図 3.99 Honnda, M. et al., "Detection of Water ICE Grains on the Surface of the Circumstellar Disk Around HD 142527" ApJ, 690, L110, Fig.1, Fig.3 (2009)
- 図 3.101 Ida, S. et al., "Toward a Deterministic Model of Planetary Formation. VII. Eccentricity Distribution of Gas Giants" ApJ, 775, 1, 42, Fig. 8 (2013)
- 図 3.106 Swain, M. R. et al., "The Presence of Methane in the Atmosphere of an Extrasolar Planet" Nature, 452, Issue 7185, 329-331, Fig.2 (2008)
- 図 3.114 Hiroi, T. et al., "Thermal Metamorphism of the C, G, B, and F Asteroids Seen from the 0.7 micron, 3 micron and UV Absorption Strengths in Comparison with Carbonaceous Chondrites" Meteoritics and Planetary Science, 31, 321, Fig.3 (1996)
- 図 3.115 Hiroi, T. et al., "Thermal metamorphism of the C, G, B, and F Asteroids seen from the 0.7 micron, 3 micron and UV Absorption Strengths in Comparison with Carbonaceous Chondrites" Meteoritics and Planetary Science, 31, 321, Fig.4 (1996)
- 図 3.116 Rivkin, A. S. & Emery, J. P., "Detection of ice and Organics on an Asteroidal Surface" Nature, 464, 1322, Fig.1 (2010)
- 図 3.117 Mumma, M. J. et al., "Strong Release of Methane on Mars in Northern Summer 2003" Science, 323, 1041 (2009) Reprinted with permission from AAAS.
- 図 3.118 Krasnopolsky, V. A. et al., "Detection of Methane in the Martian Atmosphere: Evidence for Life?" Icarus, 172, 537-547, Fig.3 (2004) Copyright (2004), with permission from Elsevier.
- 図 3.119 Witze, A., "Icy Enceladus Hides a Watery Ocean" Nature, doi:10.1038/14985 (2014)
- 図 3.120 Kodama, K. et al., "First Detection of [OI] 630nm Emission in the Enceladus Torus" Geophys. Res. Lett., 40, 16, 4177-418, Fig.1 (2013)
- 図 4.5 Burgarella, D. et al., "Herschel PEP/HerMES: the Redshift Evolution ($0 \leq z \leq 4$) of Dust Attenuation and of the Total (UV+IR) Star Formation Rate Density" A&A, 554, A70, Fig.4 (2013)
- 図 4.6 Tommasin, S. et al., "Spitzer-IRS High-Resolution Spectroscopy of the 12 μm Seyfert Galaxies. II. Results for the Complete Data Set" ApJ, 709, 1257, Fig.14 (2010)
- 図 4.10 Molster, F. & Kemper, C., "Crystalline Silicates" Space Science Reviews, 119, 1-4, 3 (2005)

2020年代の光赤外天文学

将来計画検討報告書

2016年8月1日 印刷
2016年8月20日 発行

発行者 光赤外天文学将来計画検討会検討報告書編集委員会
編集委員長 松原 英雄 (JAXA)
編集委員 吉田 道利 (広島大学)
土居 守 (東京大学)
戸谷 友則 (東京大学)
長尾 透 (愛媛大学)
柏川 伸成 (国立天文台)
金田 英宏 (名古屋大学)
橋本 修 (ぐんま天文台)
深川 美里 (国立天文台)
編集事務局 和田 武彦 (JAXA)
小山 佑世 (国立天文台)
浅野 健太朗 (JAXA)

印刷所 タイヨー印刷株式会社
〒252-0243 神奈川県相模原市中央区上溝4-9-10
Tel. 042-762-2157
表紙デザイン 權 靜美 (KWON Jungmi) (JAXA)