

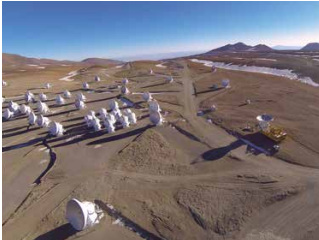
ALMA2 Project

- アルマ望遠鏡が切り拓く 2020年代の科学のフロンティア -

国立天文台



CONTENTS



Executive Summary

第1章 はじめに

- 002 **1.1** 私たちの起源を宇宙に探るアルマ望遠鏡
- 003 **1.2** アルマ望遠鏡の国際共同運用と国際共同利用
- 005 **1.3** アルマ望遠鏡の初期成果
 - 005 **1.3.1** 惑星系の形成
 - 005 **1.3.2** 銀河の形成
 - 006 **1.3.3** 宇宙における物質進化
- 006 **1.4** 2020年代の天文学とアルマ望遠鏡
- 007 **1.5** 2020年代に向けた『アルマ2プロジェクト』

第2章 統計情報

- 008 **2.1** 共同利用観測
- 009 **2.2** アルマ望遠鏡のデータを使った査読付き論文数

第3章 アルマ望遠鏡によるこれまでの研究成果

- 010 **3.1** アルマ望遠鏡3大研究テーマに関する成果
 - 010 **3.1.1** 太陽系以外の惑星系とその形成
 - 018 **3.1.2** 銀河形成と諸天体の歴史
 - 025 **3.1.3** 膨張宇宙における物質進化
- 030 **3.2** 太陽から宇宙論まで、アルマ望遠鏡による研究の拡がり
 - 030 **3.2.1** 太陽と恒星
 - 035 **3.2.2** 星の形成
 - 041 **3.2.3** 惑星科学
 - 042 **3.2.4** 銀河、ブラックホール、銀河団、宇宙論



第4章 アルマ2プロジェクトの科学的展望

- 054 **4.1** アルマ2プロジェクトの3大研究テーマに関する展望
- 054 **4.1.1** 太陽系以外の惑星系とその形成の解明
- 059 **4.1.2** 銀河形成と諸天体の歴史を解明
- 064 **4.1.3** 膨張宇宙における物質進化を解明
- 071 **4.2** アルマ2プロジェクトで解明する星と宇宙の歴史
- 071 **4.2.1** 太陽と恒星
- 073 **4.2.2** 星の形成
- 080 **4.2.3** 惑星科学
- 081 **4.2.4** 銀河、ブラックホール、銀河団、宇宙論

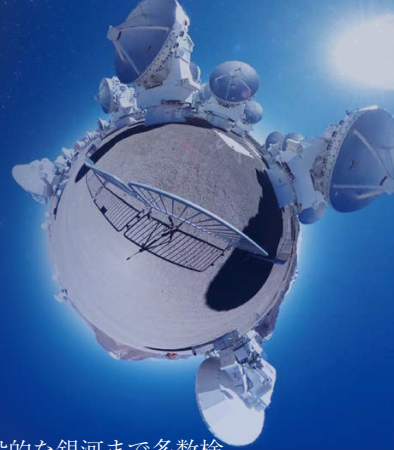
第5章 技術開発

- 086 **5.1** はじめに
- 086 **5.2** アルマ望遠鏡の技術開発
- 086 **5.2.1** アルマ望遠鏡の装置概要
- 088 **5.2.2** アルマ望遠鏡建設期における技術開発と、その波及効果
- 093 **5.2.3** 次の10年に向けたアルマ望遠鏡の性能向上開発計画
- 099 **5.3** データ利用と計算機・ソフトウェア
- 099 **5.3.1** 現状の課題
- 100 **5.3.2** 高度処理データのアーカイブ公開と可視化
- 102 **5.3.3** HPCリモート(クラウド)データ分析環境
- 104 **5.3.4** データ科学と機械学習: スパースモデリングによるアルマ望遠鏡干渉計イメージング

第6章 結論



Executive Summary



この文章は、科学観測開始から7年が経過したアルマ望遠鏡によるこれまでの観測成果と、2020年代の「アルマ2プロジェクト」で期待される天文学研究の新展開を技術的観点も含めてまとめたものである。

アルマ望遠鏡が掲げる3大テーマ『惑星系の形成』、『銀河の形成』、『宇宙における物質進化』は、人類の宇宙観・世界観の形成と変革に関わる挑戦的な取組みといえる。そのために必要なミリ波・サブミリ波での超高感度・高解像度観測を実現する観測装置として、アルマ望遠鏡は世界的にも抜きんできた性能を有しており、研究者コミュニティの期待通りに天文学の新しい時代を築きつつある。そしてアルマ望遠鏡を用いた天文学研究をさらに進展させ、まだ解けていない宇宙の謎に迫るとともにアルマ望遠鏡自身が生み出した天文学の新展開をよりいっそう深化させるために、2020年代にアルマ望遠鏡の性能を段階的に引き上げていくこと（アルマ2プロジェクト）が、プロジェクトおよび研究者コミュニティによって議論されている。向上を目指す性能は感度・解像度・観測周波数帯域・分光性能・視野と多岐にわたり、これによってアルマ望遠鏡を用いた国際共同利用観測に質的転換を図ることができる。

アルマ望遠鏡は地球から約450光年以内にある若い星の周囲を観測し、そこに作られるガスと塵の円盤の構造をかつてないほど詳細に描き出した。円盤には多重リング構造が普遍的に見られること、一方で物質分布の偏りや渦巻き構造などの多様性が大きいことも明らかにし、惑星形成に関する知見を大幅に更新しつつある。性能向上を実現することで、地球軌道サイズが分解できる天体数が現在のおよそ100倍に増加する。多数の原始惑星系円盤を観測しその構造を中心星近傍から遠方まで詳細に描き出すことで、惑星材料物質である塵の成長場所や惑星と円盤の力学的相互作用を明らかにし、惑星系形成シナリオの検証を行うとともに惑星系の多様性の起源を原始惑星系円盤に探る。

遠方銀河の観測においては、アルマ望遠鏡は130億年以上昔に存在した銀河に炭素や酸素、塵からの放射を次々と検出し、宇宙誕生後5～8億年程度というごく初期の星形成活動を明らかにしたほか、2階電離酸素輝線 [OIII] が初期宇宙を探る新しい探針であることを確立した。性能向上によって遠方銀河の検出効率が大きく向上し、宇宙初期の星形成史や銀河団形成史の研究に大きな進展が見込まれる。これまで観測されてきたような

特別明るい銀河だけでなく暗く一般的な銀河まで多数検出することで、時代ごとのより平均的な星形成活動を理解し、宇宙の星形成史の全体像に迫ることができる。また高感度観測によって遠方銀河における金属量・元素組成比を明らかにすることで、初代星の理論モデルに制限を与えることが期待される。

さらにアルマ望遠鏡は、若い星のまわりで単純な糖類分子やアミノ酸の原料となる有機分子を発見するなど、宇宙における多様な物質進化を明らかにしてきた。性能向上によって生命の起源に関連するアミノ酸・核酸前駆体の世界初検出を目指すとともに、原始惑星系円盤内での生命素材物質の分布と進化を明らかにする。また原始惑星系円盤内での重水素存在比の空間分布を明らかにすることで、生命活動に必須である水の起源を解明する。水、たんぱく質、核酸という生命の重要な要素をアルマ望遠鏡が解明することで、地球外生命探査という人類の究極的な課題に挑むうえでの極めて重要な基本条件を与える。

アルマ望遠鏡の研究対象は3大テーマだけにとどまらず、太陽を含む太陽系天体、大小質量星形成領域、恒星、近傍銀河から遠方銀河団まで広範にわたり、それぞれの分野で大きな成果を挙げている。高い感度を活かした偏光観測や微量分子が放つ輝線を使った物理・化学状態の診断など新たな研究手法も開拓され、また時に予想を裏切るような観測成果をもたらすことによって理論天文学・シミュレーション天文学分野にも大きな刺激を与え、天文学全体を強力に牽引している。

アルマ2プロジェクトで性能向上を実現するための技術開発も、着実に進展している。アンテナ展開範囲を拡大し解像度を向上させるために必須の基準信号源、感度・観測周波数帯域・視野を向上させるための超伝導受信機、分光性能を向上させる新型分光計などが、国立天文台と諸大学・研究機関の有機的な協力のもとで開発されている。また創出されるデータをより効率的に取得・解析するためのツールや新しいデータ解析アルゴリズムなど、ソフト面での開発も進められている。

アルマ望遠鏡と同波長帯で同等以上の性能を有する望遠鏡は、将来的にも計画されていない。今後アルマ望遠鏡の性能を革新的に向上させた「アルマ2プロジェクト」で“In Search of Our Cosmic Origins”という根源的な問いに挑むことは、世界中の研究者、あるいは世界の人々から付託されたアルマ望遠鏡の責務と言えよう。

第1章

はじめに

1.1

私たちの起源を宇宙に探る

アルマ望遠鏡

「私たちはどこから来たのか、私たちは何者か」

古来、人類はみずからが生きる世界を把握し、その成り立ちを理解しようとしてきた。世界各地に創世神話や伝承が残されていること、探検によって周囲の環境を理解し活動範囲を拡大してきたことを考えると、冒頭の問いに答えることは人類の根源的欲求といえるだろう。

21世紀のいま、人類は科学技術を駆使して同じ問いに迫ろうとしている。なかでも天文学・宇宙物理学は、私たちの生きる時空間全体を対象として、その始まりと進化、そして宇宙の中での人類の立ち位置を明らかにするための取り組みを進めている。その手段は電磁波のすべての波長帯の観測のみならず、ニュートリノに代表される宇宙線や重力波の観測、理論的研究やスーパーコンピュータによるシミュレーションなど多岐にわたる。これらの成果を重層的に編み込みながら、現代の天文学は大きな進展を続けている。

アルマ望遠鏡(アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計、Atacama Large Millimeter/submillimeter Array: ALMA)は、こうした現代天文学に非連続的な大ジャンプをもたらしつつある望遠鏡である。アルマ望遠鏡は2011年の科学観測開始以来、その比類なき感度と解像度を武器に、惑星系誕生現場の高精細な画像を撮影し、130億光年を超える距離にある銀河の素顔を明らかにし、さらに生命の起源につながる可能性のある有機分子を宇宙のさまざまな場所に見出している。アルマ望遠鏡が掲げる“In Search of Our Cosmic Origins”というテーマは、冒頭に挙げた人類普遍のテーマとも呼応するものであり、その目的と意義を端的に表している。

アルマ望遠鏡は、南米チリ・アタカマ砂漠、標高5000メートルのチャナントール高原に建設された電波望遠鏡である。直径12メートルのパラボラアンテナ54台、直径7メートルのパラボラアンテナ12台の計66台を結合させ、全体をひとつの巨大な望遠鏡として機能させる「電波干渉計」である。

アルマ望遠鏡が観測するのは、波長0.35ミリメートル～9.5ミリメートルの「ミリ波・サブミリ波」と呼ばれる電波である。ミリ波・サブミリ波は、おもに星々の間に浮かぶ低温のガスや塵(星間物質)から発せられる。星間物質は星や惑星、さらにはその集合体である銀河の材料物質であるが、マイナス260℃という極低温であるため可視光を発せず、光学望遠鏡で直接観測することは難しい。このためミリ波・サブミリ波の観測は、天体の誕



図 1.1：アンテナが立ち並ぶアルマ望遠鏡山頂施設
Credit: Clem & Adri Bacri-Normier (wingsforscience.com) /ESO

生と成長のメカニズムを理解する上で必要不可欠といえる。また、宇宙に存在する多様な分子が放つ特定の波長の電波（分子輝線）がミリ波・サブミリ波帯に数多く存在しており、星間ガスの組成を調査するためにもこの波長帯は重要な意味を持つ。

このように重要なミリ波・サブミリ波であるが、その観測には困難が伴う。ひとつは、この波長帯の電磁波が大気中の水蒸気に激しく吸収を受けることである。このため、ミリ波・サブミリ波を観測する望遠鏡は、宇宙空間か、あるいは乾燥した高地に設置する必要がある。アルマ望遠鏡が建設されたチャナントール高原は、年間降水量が100ミリメートル以下であり、アルマ望遠鏡で観測を行うサブミリ波も大気を透過してくる。また、チャナントール高原周辺の比較的平坦な地形は、最大で16キロメートルの範囲にアンテナを展開するアルマ望遠鏡に必要な立地条件を兼ね備えているといえる。

ミリ波・サブミリ波を観測するためのもう一つの困難は、その観測技術である。まず、可視光に比べて約1000倍波長が長いこと、同一口径の可視光望遠鏡と比較すると、ミリ波・サブミリ波望遠鏡の解像度は1/1000となる。これを克服するため、アルマ望遠鏡は多数のアンテナを結合させる電波干渉計の仕組みを用いている。電波干渉計では、アンテナの最大展開範囲をひとつの望遠鏡の口径とみなせるから、アルマ望遠鏡は直径16キロメートルの望遠鏡と同じ解像度を達成できる。アルマ望遠鏡の最大解像度は0.01秒角（1秒角は角度の1度の3600分の1）となり、ハッブル宇宙望遠鏡やすばる望遠鏡の解像度をおよそ10倍上回る。この解像度は、約300光年先にある惑星

誕生現場で地球軌道半径のサイズを見分けられる能力に匹敵する。地球のような惑星の形成現場を描き出すために、この解像度が仕様として定められたのである。

電波の中でも最も短い波長を持つミリ波・サブミリ波の観測には、アンテナや受信機などの観測装置の開発においても高い技術が必要である。まずアンテナは、はるか彼方の天体から届く微弱な電波を高い効率で集光するため、高い鏡面精度が要求される。アルマ望遠鏡の場合は、直径12メートルアンテナで25マイクロメートル以下、7メートルアンテナで20マイクロメートル以下の鏡面精度を実現している。また受信機については、波長0.35ミリメートル～9.5ミリメートルの波長帯を10の「バンド」に分割し、各バンドの電波の受信に最適化した構造となっている。受信機の心臓部は超伝導の技術を応用したSIS (Superconductor-Insulator-Superconductor) 素子が使われており、雑音温度（感度）は理論的性能限界（量子雑音）の数倍以内というきわめて高感度・低雑音な受信機が実現している。

1.2

アルマ望遠鏡の国際共同運用と 国際共同利用

アルマ望遠鏡は、欧州南天天文台 (European Southern Observatory: ESO)、米国国立科学財団 (National Science Foundation: NSF)、日本の自然科学研究機構 (National

Institutes of Natural Sciences: NINS)がチリ共和国と協力して運用する国際的な天文観測施設である。アルマ望遠鏡の建設・運用費は、ESO と、NSF およびその協力機関であるカナダ国家研究会議 (National Research Council: NRC) および台湾行政院科技部 (Ministry of Science and Technology: MoST)、NINS およびその協力機関である台湾中央研究院 (Academia Sinica: AS) と韓国天文宇宙科学研究所 (Korea Astronomy and Space Science Institute: KASI) によって分担される。アルマ望遠鏡の建設と運用は、ESO がその構成国を代表して、米国北東部大学連合 (Associated Universities Inc.: AUI) が管理する米国国立電波天文台が北米を代表して、日本の国立天文台が東アジアを代表して実施する。合同アルマ観測所 (Joint ALMA Observatory: JAO) は、アルマ望遠鏡の建設、試験観測、運用の統一的な執行および管理を行なうことを目的とする。この枠組みは、2015年12月にNINS、ESO、NSF が署名した『アルマ望遠鏡運用に関する三者協定書』で規定されており、三者はこの協定に基づいてアルマ望遠鏡の国際協力運用を行っている。日本の貢献割合は全体の25%であり、これに応じた観測時間の配分を受けている (図 1.2)。なお、現在のアルマ望遠鏡年間運用経費はおよそ120億円であり、東アジアは30億円を分担している。

アルマ望遠鏡は、各国の研究者が利用する「国際共同利用施設」である。合同アルマ観測所にはおよそ270名 (約40名の国際職員を含む) が勤務し、チリ現地での望遠鏡オペレーションに携わっている。国立天文台、欧州南天天文台、米国立電波天文台には、それぞれ東アジア・欧州・北米地域の研究者がアルマ望遠鏡を使って円滑に研究を進めることを支援するため、「アルマ地域センター

(ALMA Regional Center: ARC)」が設置されている。ARCは、観測提案作成支援、現地への当番天文学者 (Astronomer on Duty) 派遣、取得された観測データの品質保証・データ処理と画像化、データアーカイブの運用、ユーザからの問い合わせ対応、ユース・ミーティングや各種講習会の開催など幅広い活動を行っている。特に、研究者に代わって観測データの処理を行い、品質保証と画像化まで行う活動は、電波天文台としては世界初である。電波干渉計データの解析に不慣れな若手研究者や他波長観測・理論研究を専門としてきた研究者にも使いやすい仕組みを作ることで、アルマ望遠鏡の成果を最大化している。

アルマ望遠鏡は現在、毎年10月1日を開始日とする1年間をひとつの観測シーズン (サイクル) として運用を行っている。事前に公表されたアルマ望遠鏡の観測性能をもとに研究者から観測提案を募り、審査を経て各サイクルに実施される観測プログラムが決定される。第2章で示す通り、直近の数年はおよそ1500件以上の観測提案が世界中から寄せられており、競争倍率はおよそ4倍と高い値を保っている。これは、世界中の研究者がアルマ望遠鏡に高い期待を抱いていることの証拠といえる。

アルマ望遠鏡の運用においては、最高議決機関であるアルマ評議会の他、アルマ科学諮問委員会や観測提案審査委員会などさまざまな委員会が活動している。委員会構成メンバーは、地域バランスとジェンダーバランスに配慮して選出が行われている。また評価委員を招いての国際評価も定期的に行っており、アルマ望遠鏡の運用が公正に行われていることを確認するとともに、アルマ望遠鏡の科学的価値をさらに高めるための提言などが行われている。

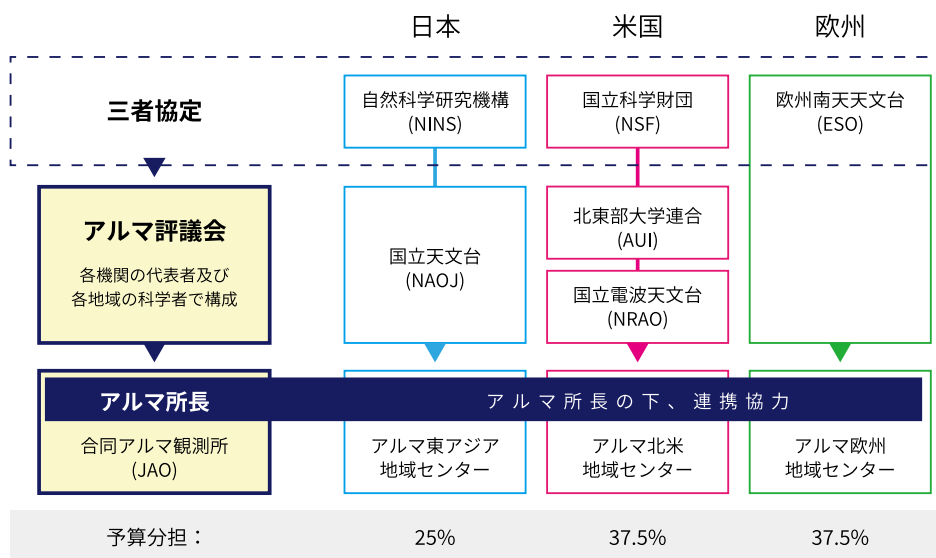


図 1.2: 三者協定に基づくアルマ望遠鏡の国際協力体制

1.3

アルマ望遠鏡の初期成果

アルマ望遠鏡では、2011年の科学観測開始以来、以下の3つの大目標を設定して運用を行ってきた。

- (1) 太陽系以外の惑星系とその形成を解明
- (2) 銀河形成と諸天体の歴史を解明
- (3) 膨張宇宙における物質進化を解明

およそ7年にわたるこれまでの観測から、この3大テーマに関して大きな成果が上がっている。詳細な成果の分析については第3章以降に記すが、ここではそのハイライトを紹介する。

1.3.1 惑星系の形成

惑星系は、若い星の周囲を取り囲むガスと塵の円盤（原始惑星系円盤）の中で形成されると考えられている。このため、惑星系誕生の謎に迫るためには、原始惑星系円盤の姿を詳細に描き出す必要がある。アルマ望遠鏡は、その高い解像度と感度を活かして、この分野に革新的な発展をもたらしつつある。

原始惑星系円盤についてのアルマ望遠鏡観測成果の代表は、おうし座 HL 星の画像であろう（ALMA Partnership et al. 2015, 図 1.3）。この画像は 2014 年に行われた長基線試験観測キャンペーンにて取得されたものである。アルマ望遠鏡アンテナを 15 キロメートルの範囲に展開して行われたこの観測では、従来になく高い解像度 0.035 秒角を達成し、若い星おうし座 HL 星のまわりの原始惑星系円盤を克明に描き出すことに成功した。幾重にも刻まれた同心円状の隙間や非常に対称性の高い塵円盤の構造は、惑星系形成に関する観測的研究が新たな時代に突入したことを告げるものであった。その後、地球に最も近い原始惑星系円盤であるうみへび座 TW 星の観測では、同様の同心円構造が描き



図 1.3: アルマ望遠鏡で観測した若い星おうし座 HL 星を取り巻く塵の円盤。隙間が幾重にも刻まれた姿を高解像度で描き出すことに成功した。Credit: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)

出され、半径 1 天文単位の間隙も発見された（Andrews et al. 2016, Tsukagoshi et al. 2016）。また、多数の原始惑星系円盤からは同心円状の円盤構造のみならず、渦巻構造や三日月状構造など多彩な構造が写し出されており、惑星系誕生現場の普遍性と多様性が明らかにされつつある。

1.3.2 銀河の形成

宇宙最初の星や銀河がいつごろどのような規模で生まれ、どのような進化をたどったのか、という謎は、現代天文学の大きなテーマのひとつである。宇宙初期の様子を探るには超遠方の銀河を観測する必要があり、高い感度を誇るアルマ望遠鏡はこの分野を強力に牽引する観測装置として活躍している。

これまでのアルマ望遠鏡による初期宇宙観測成果で特筆すべきことは、2 階電離酸素輝線 [OIII] が初期銀河を探る有力なプローブであるということを確認したことであろう。すばる望遠鏡で発見された銀河 SXDF-NB1006-2（赤方偏移 $z=7.2$ 、131 億光年）に [OIII] が検出されたこと（Inoue et al. 2016）を皮切りに、 $z=8.38$ （132 億光年）の A2744_YD4（Lapote et al. 2017）、 $z=9.1$ （132.8 億光年）の銀河 MACS1149-JD1（Hashimoto et al. 2018）と次々に酸素検出の最遠方検出記録を更新している。ビッグバン直後には宇宙には水素とヘリウム、ごく微量のリチウムしか存在せず、これより重い酸素は恒星の中での核融合反応によって合成されたものである。初期宇宙の天体に酸素が検出されたということは、それよりも前の時代に多くの星が生まれ、核融合反応を起こし、合成された元素が星の死によって周囲にばらまかれたということを示唆している。つまり、酸素の最遠方検出記録を更新していくことは、宇宙最初の星に一歩ずつ迫って行くことに相当する。さらに MACS1149-JD1 は、輝線で高精度に赤方偏移が求められた銀河として

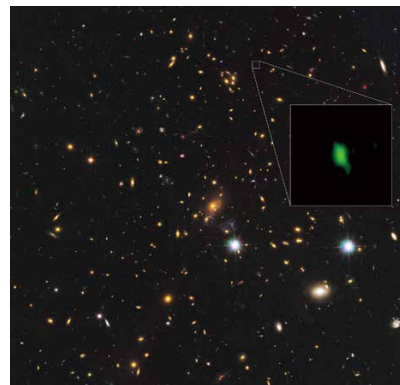


図 1.4: ハッブル宇宙望遠鏡が赤外線撮影した銀河団 MACS J1149.5+2223 の画像の一角に、アルマ望遠鏡が電波で観測した銀河 MACS1149-JD1 を合成した画像。アルマ望遠鏡が観測した酸素の分布を緑色で表現している。

Credit: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), NASA/ESA Hubble Space Telescope, W. Zheng (JHU), M. Postman (STScI), the CLASH Team, Hashimoto et al.

も最遠方の天体であり、アルマ望遠鏡が宇宙最初期の銀河を探る強力なツールであることを物語っている。

1.3.3 宇宙における物質進化

宇宙における物質進化に関連して多くの研究者の興味を引き付けているテーマは、生命起源に関連する物質の探査である。アルマ望遠鏡は高い感度を活かし、若い連星系 IRAS 16293-2422 のまわりに単純な糖類分子グリコールアルデヒドやイソシアン酸メチルなどの複雑な有機分子を発見した (Jorgensen et al. 2012, Martín-Doménech et al. 2017, Ligterink et al. 2017)。また星形成領域いて座 B2 では、枝分かれした炭素骨格を持つ有機分子を発見した (Belloche et al. 2014)。さらに、原始惑星系円盤にメタノールを初めて検出した (Walsh et al. 2016)。これらの分子は、アミノ酸をはじめとする地球生命の構成要素の形成にとって重要な分子と考えられている。高感度・高空間解像度・高波長分解能を誇るアルマ望遠鏡は、これまでの望遠鏡では検出できなかった微弱な分子輝線の観測にはうってつけである。その対象は太陽系内の彗星や惑星・衛星、銀河系内の星形成領域、さらには天の川銀河の外の銀河をも含み、多様な有機分子の探索とそれらの形成メカニズムに迫る研究の幅は大きな広がりを見せられている。

1.4

2020年代の天文学とアルマ望遠鏡

2011年の初期科学観測開始、2013年の本格運用開始を経て、アルマ望遠鏡は所期の性能をほぼ達成し、さまざまな成果が創出されている。前節で紹介した惑星系形成、銀河形成、物質進化の3大テーマは、いずれもアルマ望遠鏡の登場によって革新的な進歩を遂げたといえよう。こうした状況を受けて、アルマ望遠鏡の性能をさらに向上させ、天文学を強力に牽引し続けるための議論が世界的に進められている。アルマ望遠鏡の将来開発では、2020年代

をひとつの目途として、この時代にどのような天文学研究を展開すべきか、そしてそのためにアルマ望遠鏡はどのような性能を持つべきかを検討することが重要である。2020年代に期待される天文学研究とアルマ望遠鏡の役割は第4章に詳述するが、ここではその参考として、同年代に活躍が期待されるアルマ望遠鏡以外の望遠鏡を紹介する。

アルマ望遠鏡と同じくミリ波・サブミリ波を観測する干渉計としては、ハワイ島マウナケアの Submillimeter Array (SMA) と、フランスの Northern Extended Millimeter Array (NOEMA) が挙げられる。SMA、NOEMA はともにアンテナ素子数、アンテナ展開範囲などでアルマ望遠鏡よりも規模が小さいため、解像度と感度においてはアルマ望遠鏡には及ばない。ただし両者とも北半球に位置するため、南半球のアルマ望遠鏡とは観測領域で補完しあう (表 1.1)。

アルマ望遠鏡より波長の長いセンチメートル波やメートル波の観測装置としては、南アメリカとオーストラリアに建設されている Square Kilometer Array (SKA) が注目に値する。SKA はその大集光力に裏付けられた圧倒的な感度を活かし、宇宙再電離や銀河形成、宇宙の加速膨張の謎に挑むほか、宇宙の磁場構造や有機分子の観測に威力を発揮すると期待される。SKAの第一段階である SKA1 は、2025年の観測開始を目標にして建設が進んでいる。

可視光・赤外線天文学においては、2020年代後半に30メートル級望遠鏡が相次いで観測を開始する予定である。現在建設が進められているのは、日本・アメリカ・カナダ・中国・インドが参加する 30m 望遠鏡 Thirty Meter Telescope (TMT、口径 30m)、アメリカ・オーストラリア・ブラジル・韓国が参加する Giant Magellan Telescope (GMT、口径 8.4m 鏡を6枚)、欧州南天天文台の Extremely Large Telescope (ELT、口径 39m) である。大口径の主鏡と補償光学を組み合わせることで近赤外域での解像度は 0.01 秒角に迫るものとなり、現在のアルマ望遠鏡の最高解像度とほぼ同一となる。大口径を活かした高感度、高解像度観測により、初期宇宙の銀河や太陽系外惑星の観測などに大きな進展をもたらすことが期待される。

表 1.1: ミリ波サブミリ波干渉計の性能比較

	アルマ望遠鏡	SMA	NOEMA
建設地	チリ・チャナトール高原	アメリカ・ハワイ島マウナケア山頂	フランス・ビュール高原
アンテナ	12 m × 54 台 7 m × 12 台	6 m × 8 台	15 m × 12 台
最大基線長	16 km (現在) 30 ~ 50 km (将来目標)	509 m	1.6 km
最高解像度	0.01 秒角 (現在) 0.003 ~ 0.005 秒角 (将来目標)	0.25 秒角	0.1 秒角
観測波長帯 (周波数)	0.35 - 9.5 mm (31.5 - 950 GHz)	0.7 - 1.6 mm (182 - 420 GHz)	0.8 - 4.3 mm (70 - 370 GHz)

スペースからの天文学では、2021年に打ち上げが予定されているアメリカ航空宇宙局(National Aeronautics and Space Administration: NASA)のジェームズ・ウェッブ宇宙望遠鏡(James Webb Space Telescope: JWST)に世界中の注目が集まっている。天文学の金字塔的存在であるハッブル宇宙望遠鏡の後継機とされるJWSTは、6.5メートルの大口径を活かして近赤外線～中間赤外線の超高感度観測を行い、天文学の広範な分野に変革をもたらすことが期待されている。特に銀河形成や惑星形成の研究分野では、ミリ波サブミリ波を観測するアルマ望遠鏡と相補的な役割を果たす。

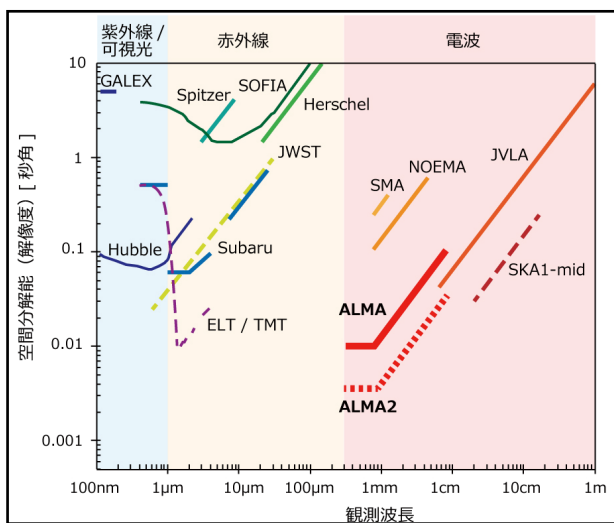


図 1.5：紫外線から電波の波長帯における望遠鏡の空間分解能を比較したグラフ。実線は2018年現在で稼働中の望遠鏡、破線は建設中の望遠鏡を示す。機能強化されたアルマ望遠鏡(ALMA2、破線)は、短ミリ波～サブミリ波の波長帯において圧倒的に高い解像度を有する。
Credit: 国立天文台

1.5

2020年代に向けた

『アルマ2プロジェクト』

アルマ望遠鏡プロジェクトでは、アルマ望遠鏡が引き続き天文学を強力に牽引し続けるため、アルマ望遠鏡の能力をさらに引き上げるための検討を研究者コミュニティとともに進めてきた。開発計画の詳細は第5章で述べるが、ここでは将来開発計画策定までの議論の過程とその結論をまとめる。

東アジア地域では、東アジア・アルマ将来開発ワークショップを2011年からほぼ毎年開催し、科学的観点から必要な開発項目について議論を重ねてきた。高周波、高画質、高解像度、広視野、高感度、広帯域といったさまざまな要求項目が挙げられ、特に解像度向上のために必要なアンテナやソフトウェアの開発、データ校正手

法についてはワークショップの中でも重点的に議論を行った。これに加え、合同アルマ観測所のシステムエンジニア・オブザーバトリーサイエンティスト、アルマ評議会の代表と各地域のプロジェクトサイエンティストをメンバーとするアルマ将来開発ワーキンググループが結成され、将来開発の議論も行われてきた。

こうしたコミュニティからの要望とワーキンググループでの議論を統合し、アルマ望遠鏡将来拡張計画の中長期開発項目として、基線の拡大、マルチビーム受信機、テラヘルツ帯受信機、広帯域・高感度受信機、広帯域・高性能分光計の開発を掲げることとなった。特に、

- 一度に観測できる周波数帯域を2倍以上に拡張した受信機の開発

- 上記に対応できるエレクトロニクスと相關器性能の向上の2項目が最も優先度の高い開発項目として位置づけられた。これが実現することで、例えば遠方銀河の距離を決める観測や、さまざまな分子が放つ電波を一度にとらえる観測、塵が放つ電波の高感度観測などの効率が大きく向上する。また、詳細な科学的・技術的検討を継続する開発項目として、

- アンテナの展開範囲を2～3倍に拡大

- 受信機を複数画素にする焦点面アレイの開発

などが挙げられている。アンテナの展開範囲が拡大されればそのぶん解像度は向上し、例えば数多くの若い星のまわりで地球型惑星が誕生する現場を詳細に観測することが可能になる。また焦点面アレイの開発は視野の拡大につながり、遠方銀河を含むさまざまな観測対象に対して観測効率が飛躍的に向上する。

今後10年間でアルマ望遠鏡機能強化にかかる費用は、国際協力の枠組みで総額150億円程度と見込まれており、東アジアの分担は約40億円となる。

参考文献：

- ALMA Partnership et al. 2015, ApJ, 808, L3
- Andrews et al. 2016, ApJ, 820, L40
- Tsukagoshi et al. 2016, ApJ, 829, L35
- Inoue et al. 2016, Science, 352, 1159
- Laporte et al. 2017, ApJ, 837, L21
- Hashimoto et al. 2018, Nature, 557, 392
- Jorgensen et al. 2012, ApJ, 757, L4
- Martin-Doménech et al. 2017, MNRAS, 469, 2230
- Ligterink et al. 2017, MNRAS, 469, 2219
- Belloche et al. 2014, Science, 345, 1584
- Walsh et al. 2016, ApJ, 823, L10

第2章

統計情報



2.1

共同利用観測

本章ではアルマ望遠鏡の共同利用の実績およびこれまでの研究成果の統計情報を紹介する。

アルマ望遠鏡では、2011年の初期科学運用の開始以来、7回の共同利用観測を実施している。サイクル4以降はバンド3から10までの全ての周波数帯で観測可能であり、また、ハッブル宇宙望遠鏡を超える0.03秒角(バンド7)の分解能が実現している。

プロポーザル数はサイクル0では919件であったが、その後増加傾向にあり、2018年度に募集されたサイクル6においては約2倍の1836件の応募があった(図2.1)。また、サイクル0における採択倍率はアルマ望遠鏡全体では8倍を超え非常に厳しい競争であったが、その後は3-5倍程度に落ち着いている(図2.2)。採択された課題のタイトル、代表・共同研究者、および研究要旨は全てアルマのホームページに公開されている。サイクル4より、50時間以上の大規模な観測時間を要求できる枠組み(Large Program)が整備され、以下の通り、これまでに合計10件(サイクル4は2件、サイクル5は4件、サイクル6は4件)採択されている。

サイクル4:

1. ASPECS: The ALMA Spectral Line Survey in the UDF (P.I: Fabian Walter)
2. Small-scale Substructures in Protoplanetary Disks (P.I: Sean Andrews)

サイクル5:

1. ALMA-IMF: ALMA transforms our view of the origin of stellar masses (PI: Frederique Motte)
2. 100,000 Molecular Clouds Across the Main Sequence: GMCs as the Drivers of Galaxy Evolution (PI: Eva Schinnerer)

表 2.1: サイクル6までに公開された観測時間および観測バンド。観測時間はA, Bランクで採択された課題に利用できる時間のことを指す。

サイクル	総観測時間	観測バンド
0(2011年 - 2013年)	700時間	3, 6, 7, 9
1(2013年 - 2014年)	800時間	3, 6, 7, 9
2(2014年 - 2015年)	2000時間	3, 4, 6, 7, 8, 9
3(2015年 - 2016年)	2100時間	3, 4, 6, 7, 8, 9, 10
4(2016年 - 2017年)	3000時間	3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10
5(2017年 - 2018年)	4000時間	3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10
6(2018年 - 2019年)	4000時間	3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10

3. ALCHEMI: the ALMA Comprehensive High-resolution Extragalactic Molecular Inventory (PI: Franceso Costagliola)
4. ALPINE: The ALMA Large Program to INvestigate CII at Early times (PI: Olivier Le Fèvre)

サイクル 6 :

1. ALMA Lensing Cluster Survey (PI: Kotaro Kohno)
2. ATOMIUM: ALMA Tracing the Origins of Molecules in dUst-forming oxygen-rich M-type stars (PI: Leen Decin)
3. The Chemistry of Planet Formation (PI: Karin Öberg)
4. Fifty AU STudy of the chemistry in the disk/envelope system of Solar-like protstars (FAUST) (PI: Satoshi Yamamoto)

2.2

アルマ望遠鏡のデータを使った 査読付き論文数

2019年2月25日現在、合計で1324編の査読付き論文が出版されている(表2.2)。国別の統計では、日本の研究機関に所属する研究者による論文数がアメリカに次ぐ世界2位である。年間約300編の論文が出版されている。

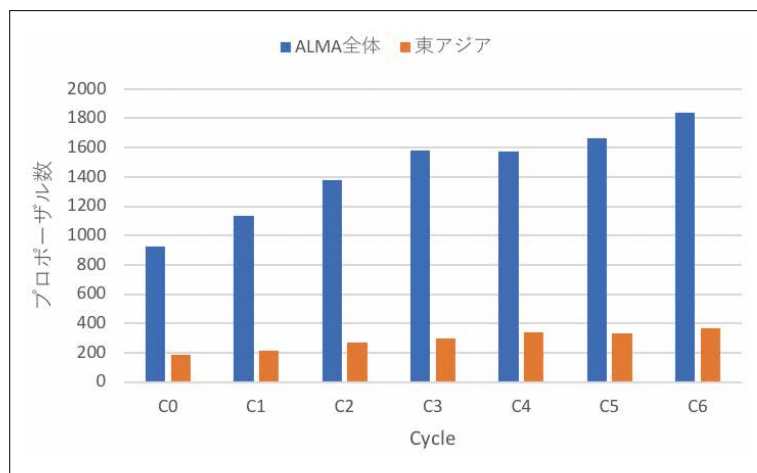


図 2.1: プロポーザル数の推移。青はアルマ望遠鏡全体、橙は東アジア地域の統計。

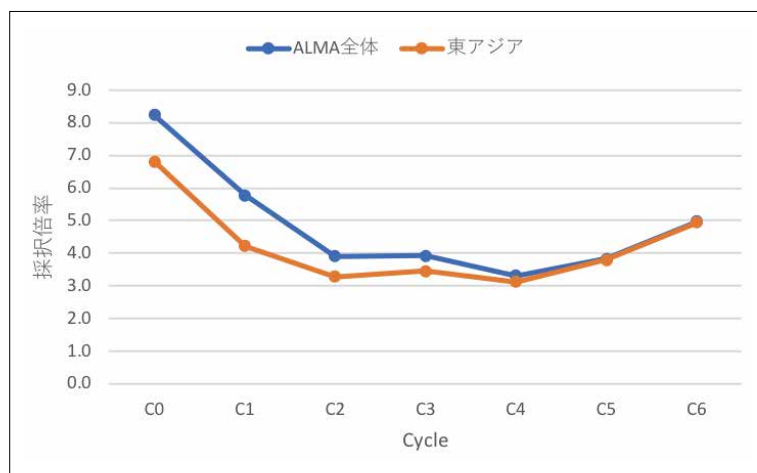


図 2.2: プロポーザルの採択倍率の推移。アルマ望遠鏡全体と東アジアの統計を示す。

表 2.2: 論文出版数の国別論文数

順位	主著者の所属	論分数
1	アメリカ	342
2	日本	178
3	イギリス	112
4	ドイツ	102
5	チリ	81
6	フランス	57
7	オランダ	55
8	スペイン	51
9	スウェーデン	46
10	イタリア	44
	合計	1,324

第3章

アルマ望遠鏡による これまでの 研究成果

3.1

アルマ望遠鏡3大研究テーマに 関する成果

3.1.1 太陽系以外の惑星系とその形成

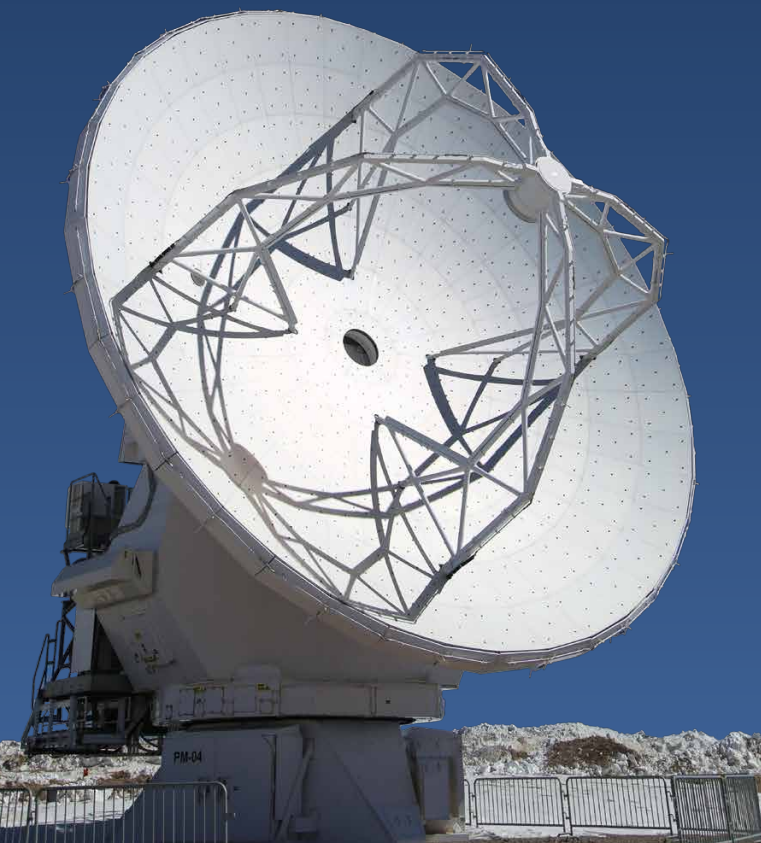
20世紀末から21世紀前半への移行期に、太陽系を含む宇宙の中の惑星系に関する知見は飛躍的に増大した。1995年に太陽以外の恒星の周りに存在する系外惑星が発見されて以降、地上観測やケプラー等の衛星ミッションにより、数千の系外惑星が発見されてきている。これらには太陽系とは全く異なる惑星配置を示すものも多数含まれ、その多様性は様々な課題を我々に提示している。

系外惑星の発見以前から、我々の太陽系の形成過程を明らかにすべく、惑星形成の研究は行われてきた。若い星の周囲には、原始惑星系円盤と呼ばれる、塵とガスから成る薄い回転円盤が存在する。その中で、大きさ $1\mu\text{m}$ 程度の塵の集積によって地球型惑星や木星型惑星のコアが作られ、コアがその重力によってガスを纏うと、木星のようなガス惑星が作られると考えられていた。現在の太陽系の惑星の質量分布から推測すると、ガスの量は太陽質量の100分の1程度であったと考えられ、塵の量はさらにその100分の1程度であったと推測される。しかし、このような惑星形成のシナリオには多くの困難があることが指摘されており、惑星の起源、ひいては生命の起源を理解しようとする試みには多くの問題があった。

こうした学術的発展を背景として踏まえた時、アルマ望遠鏡の登場は、まさに時宜を得たものであった。1990年代の電波・赤外線観測により、惑星形成の現場として、若い星に付随する原始惑星系円盤の存在が明確に認識されたが、当時は、若い星の周囲に何らかの物質が存在するという程度の理解しかなかった。アルマ望遠鏡は、高空間分解能・高感度・高品質の撮像能力を全て兼ね備えた装置であり、その登場によって「原始惑星系円盤とは何か」を観測に基づいて詳しく調べていくことが可能となった。アルマ望遠鏡で円盤の構造やガス化学組成、進化を精密に調べることは、過去の原始太陽系星雲内の環境や多様な惑星系の起源を解明する足がかりとなるだけでなく、系外惑星探索や物質分析といった発展著しい隣接研究に対しても新たな指針を与えうる。以下で詳述するように、アルマ望遠鏡がこれまでもたらしてきた成果は、惑星形成・惑星科学の関連テーマ全般にわたり、かつ想定以上のインパクトをもたらしている。

3.1.1.1 原始惑星系円盤の形成

星は、ガスや塵からなる雲(分子雲)が自身の重力で収



縮することで誕生する。中心部に原始星が誕生した後も周囲にはガスや塵が未だ大量に残されており、それらは時間と共に原始星へ向かって降着する。分子雲はもともと全体がゆっくり回転しているため、角運動量保存則に従い、降着するガスや塵は原始星の周囲を回転運動する。この回転する構造は原始惑星系円盤と呼ばれ、惑星系形成の現場となる。

太陽系のような惑星系がどのようにして誕生したのかを知るためには、材料となる原始惑星系円盤の物理的・化学的な初期状態の解明が鍵となる。それにはまず、出来たばかりあるいは形成途中の円盤に注目する必要がある。原始惑星系円盤の初期半径は、遠心力半径(中心星からの重力と回転による遠心力が釣り合う位置)程度になると予想された。それより外側(エンベロープ)では、ガスや塵は原始星を中心として回転しながら落下する運動を、それより内側ではほぼ円軌道でケプラーの回転則に従う運動をしていると考えられてきた。そこで、アルマ望遠鏡以前には、回転運動を探す観測研究が活発に行われてきた(e.g. Ohashi et al. 1997)。そのような研究では、ガスに多く含まれる一酸化炭素分子(CO)が放つ特有の周波数の電波(輝線)を観測し、その周波数ずれをドップラー解析して検証する手法が用いられた。しかし、円盤周囲に存在する大量のガスの影響を取り除いて回転円盤だけを見出すのは大変困難であり、いつ・どこで・どのようにして「ケプラー回転する円盤」が形成されるのかは、明確に理解されていなかった。

存在量が少なく、より高密度のガスを捉える分子からの弱い輝線が検出できれば、選択的に円盤構造のみを調べることができる。アルマ望遠鏡の高い感度と解像度によって、COの希少な同位体種の観測で若い原始星を取り巻く円盤の境界に迫る成果が得られている。例えばおうし座分子雲に存在する原始星 TMC-1A では、 $C^{18}O$ 分子の運動をドップラー効果をもとに精密に測定し、半径 90 天文単位以内では円盤がケプラー回転していること、エンベロープから円盤に向かって年間で太陽質量の 50 万分の 1 程度の物質が供給されていることが明らかになった(Aso et al. 2015)。同様の手法で他の若い原始星を取り

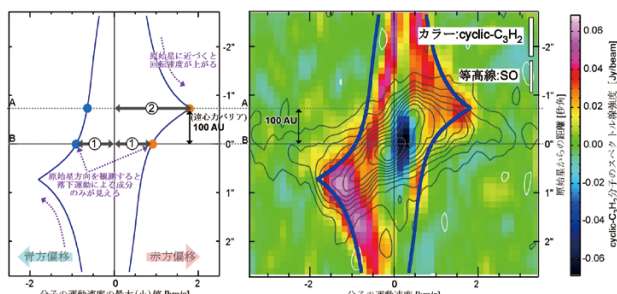


図 3.1: おうし座の若い天体 L1527 で観測されたガスの速度構造 (Sakai et al. 2014, Credit: 東京大学・国立天文台)。希少分子種を用いた観測により、遠心力バリアの存在が明らかとなった。

巻くケプラー回転円盤が見出されており(e.g. Ohashi et al. 2014)、そのサイズが数十天文単位と小さいことがわかってきた。これは磁気流体シミュレーションから示唆されていた、星周円盤が星形成過程初期には小さく、降着によって成長するという描像と定性的には整合的である。一方、数百天文単位という大きな円盤を持つ原始星(例えば L1489, Yen et al. 2014)も発見されており、これらが単純に進化段階(年齢)と対応付けられるのか、あるいは母体分子雲の角運動量や磁場強度などの初期条件によるものか、それとも異なる物理過程が働いた結果であるのかは現時点では明らかになっていない。様々な年齢や環境にある原始星円盤を多数観測することで統計的な議論を積み上げ、理論的モデルの改良と協調して研究を進展させる必要がある。

アルマ望遠鏡の圧倒的な感度は、CO 分子以外の観測にも大きく道を開いた。その成果の一例が、アルマ望遠鏡の初期運用における、おうし座 L1527 という分子雲コアに埋もれた若い原始星 IRAS04368+2557 の観測である(Sakai et al. 2014)。アルマ望遠鏡で観測されたのは、炭素鎖分子(あるいは不飽和有機分子)の一つである CCH 分子や $c-C_3H_2$ 分子、化学的特徴を色濃く示す SO 分子などで、CO 分子に比べ圧倒的に存在量が少ない。観測の結果、CCH 分子や $c-C_3H_2$ 分子など外側のエンベロープに豊富に存在する分子は、中心星から半径 100^{+20}_{-20} 天文単位まで入り込んでいるが、その内側では急激に存在量が低下していることが明らかになった。一方で、SO 分子は、その半径付近に集中しており存在量が増えていた(図 3.1)。 $c-C_3H_2$ や CCH 分子輝線のドップラー効果から導かれるガスの速度構造から、この半径は、落下して来たガスが遠心力のために滞留し(遠心力バリア)、原始惑星系円盤へと移行する半径に相当していることが示された。これらの反応性の高い分子種は滞留中に塵へと吸着あるいは他の分子と反応し、この半径以内では気相中の存在量が低下したと考えられる。また、SO 分子ガスの速度構造や異なる輝線間の強度比から、この分子が遠心力バリア半径の周囲に局在するだけでなく、この場所で局所的に温度が上昇している(周囲が 30 ケルビンに対して 100 ケルビン以上)ことも示された。中心へと落下するガスが円盤へ降着する際に弱い衝撃波が生じ、塵の表層に凍りついていた SO 分子がガス中へと放出された結果であると考えられる。その後の観測結果も、遠心力バリアに阻まれたガスが昇温するとともに角運動量が抜き取られ、その内側にケプラー回転する円盤(Aso et al. 2017)が形成されるというシナリオで解釈可能であることが明らかとなった(Sakai et al. 2017, 図 3.2)。

遠心力バリアの存在、そしてそこでの顕著なガスの化学組成の変化は、L1527 のみならず様々な若い原始星周りで

次々に発見され、同様の現象が普遍的であることも示唆された(Sakai et al. 2016; Oya et al. 2016; Oya et al. 2017; Lee et al. 2018)。遠心力バリアは、まさにエンベロープと円盤の境界であり、探索されていた「円盤の外縁」である。アルマ望遠鏡以前の理論計算では、エンベロープにあるガスは内側の円盤へとスムーズに移行していると思われていた。しかしアルマ望遠鏡を用いた観測により、実際にはよりダイナミックな円盤形成の様子が明らかとなってきた。多くの天体で、遠心力バリアでガスの動きが一旦止められている可能性が示されたことは、円盤形成過程のシナリオを一新する非常に重要な成果といえる。

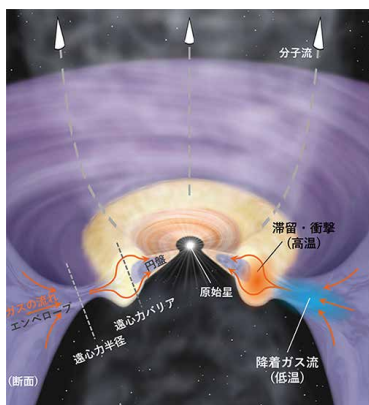


図 3.2: アルマ望遠鏡の高感度観測により明らかになった、原始星周囲の詳細な空間構造
Credit: 理化学研究所

これらのアルマ望遠鏡観測は、円盤形成の物理過程の観点だけでなく、化学史理解の観点においても大きなインパクトを与えた。星の母体となる分子雲コアのスケール(1000 天文単位スケール)でのガス化学組成は、同じ進化段階にある天体間でも多様性があることが知られていた。この多様性は、原始惑星系円盤の初期化学組成の多様性にも引き継がれると予想されていたが、アルマ望遠鏡稼働以前はそれを確認する術はなかった。しかし上述のように L1527 原始星では、円盤の外縁(半径 100 天文単位)まで気相に豊富に存在する炭素鎖分子が、原始惑星系円盤へは主に塵に吸着された形で流入している様子が明らかになった。さらに、エンベロープのガスの化学組成に応じて、遠心力バリアあるいは内側の円盤で豊富な分子種が天体間で大きく異なる点も明らかになった。原始惑星系円盤の初期化学組成の多様性は、そこから形成される惑星系にも多様な化学組成が生じる可能性を示唆する。アルマ望遠鏡によって、ダイナミックな円盤形成の様子が明らかになったと同時に、私たちの起源とも繋がり得る惑星物質の化学進化に関する新たな観点が描かれつつある。

一方、原始星周囲に形成された初期円盤が示す多彩な形態も解明されつつある。例えば、原始連星系における円盤構造である(連星形成については 3.2.2.3 節で述べ

る)。近接した原始連星系 L1551NE では、系全体を取り巻く周連星系円盤と、系を構成するそれぞれの原始星に付随する星周円盤の計 3 つの円盤が存在し、お互いに重力相互作用を及ぼしている様子が明らかになってきた(Takakuwa et al. 2017, 図 3.3)。周連星系円盤内には渦状腕のような構造が認められ、そこを介して物質が内側の円盤へと運ばれている天体も発見された(Alves et al. 2017)。これらは、惑星系や円盤の形成を考える上で、星形成初期段階から円盤詳細構造の進化を考慮する必要がある点を示唆している。この他、ガスに含まれている塵の合体成長に関しても、これまでの想定より早い進化段階である円盤形成初期から進行している可能性も指摘され始めている。このようにアルマ望遠鏡の本格稼働によって、これまで理論主導で構築されてきた円盤形成・進化の物理過程・化学過程の描像は大きく変わりつつある。

3.1.1.2 原始惑星系円盤の微細構造

アルマ望遠鏡はその高い空間解像度で、原始惑星系円盤の詳細な構造を描き出し、惑星系形成分野に著しいインパクトを与えている。図 3.4 に、初期科学運用において得られた HD142527 という星の周囲に存在する原始惑星系円盤の画像を示す(Casassus et al. 2012; Fukagawa et al. 2013)。この円盤は、塵の放射とガスの放射の両方で観測され、それぞれの比較が可能であった。その結果、塵の放射には強い非軸対称性がある一方、ガスの放射分布は軸対称に近いことが明らかになった。より詳しい解析(Muto et al. 2015)の結果、円盤の北側に存在する塵の量(面密度)は、南側に存在する塵の量(面密度)の数十倍に達するとともに、円盤の北側では、ガスと塵の量がほぼ同程度であることがわかった。太陽近傍の分子雲においては塵の量はガスの量の 100 分の 1 程度であると考えられているので、この円盤の北側において、大量の塵が集められた可能性が示唆される。その他の天体でも、極めて強い塵の集中が観測されている(van der Marel et al. 2013)。塵は惑星の「原材料」であり、それが大量に集中

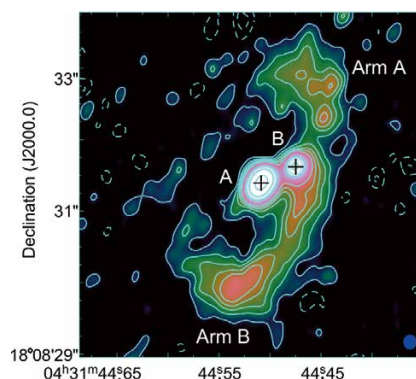


図 3.3: 誕生した後の連星系 L1551NE に付随する円盤の形状。周連星系円盤から連星(A, B)へガスが降り積もる様子を捉えた(Takakuwa et al. 2017)。

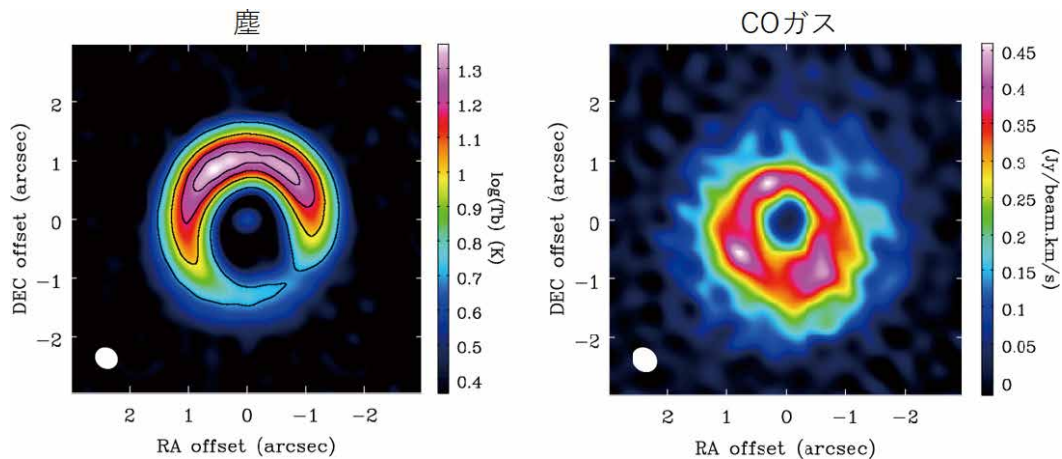


図 3.4: アルマ望遠鏡の初期科学運用によって得られた、HD 142527 周囲の塵の放射強度 (左) と一酸化炭素輝線放射強度 (右) (Fukagawa et al. 2013)。

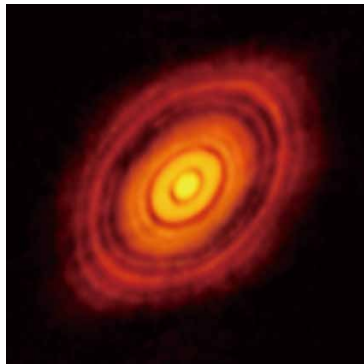


図 3.5: アルマ望遠鏡の長基線科学試験観測で得られた、おうし座 HL 星周囲の原始惑星系円盤の構造
Credit: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)

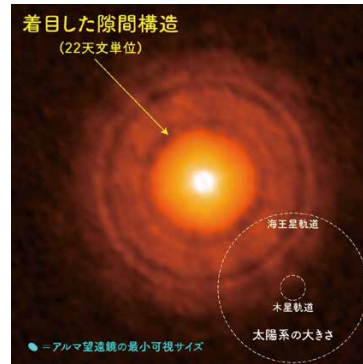


図 3.6: うみへび座 TW 星周囲の原始惑星系円盤の構造
Credit: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO) / Tsukagoshi et al.

した環境下では惑星形成が効率的に進行するものと理論的には考えられていた。しかし、星間空間に比してガスに対する塵の存在比が 100 倍近くも高くなっている状況が現実の円盤で観測されたことはアルマ望遠鏡以前にはなく、この結果は大きな驚きを持って受け止められた。

アルマ望遠鏡のアンテナが全て揃い、その性能を本格的に発揮し始めたのは 2014 年のことである。アンテナが揃った直後、合同アルマ観測所は、長基線による高解像度観測の試験を実施した。その結果、年齢 10 万年程度の若い星おうし座 HL 星に付随する原始惑星系円盤において、空間解像度 4 天文単位程度で塵からの放射の画像を取得することに成功した (ALMA Partnership et al. 2015b)。この観測で、おうし座 HL 星に付随する原始惑星系円盤に多重の細かいリング状構造が見いだされた (図 3.5)。このデータが、2015 年 2 月に全世界の研究者に対して公開されると、そのリング状構造の起源に関する議論が沸き起こった。その中で、惑星を起源とする説 (Kanagawa et al. 2015; Dong et al. 2015; Dipierro et al. 2015)、円盤内の動径温度分布に伴う塵の変化を起源とする説 (Zhang et al. 2015; Okuzumi et al. 2016)、円盤におけるガスと塵の摩擦に起因する流体力学的不安定性を起源とする説 (Loren-Aguilar and Bate 2015; Takahashi and Inutsuka 2016;

Bethune et al. 2017) などが提案されている。この中には日本の研究者からの独自の理論も含まれているが、特に惑星起源説については、データ公開から最も早いタイミングで日本のグループから論文が出版された。

この他に特筆すべき成果として、地球から最も近い (距離 175 光年) 原始惑星系円盤である、うみへび座 TW 星周囲の円盤の研究がある。その距離の近さからこの円盤では、アルマ望遠鏡の長基線観測によって 1 天文単位程度の空間解像度が達成された (Andrews et al. 2016)。観測の結果、円盤の中心に半径 2 天文単位程度の穴が空いており、また、数本の細かいリング状構造が見いだされた。さらにこれに引き続く多波長観測では、リング状に放射が暗くなっている部分で、波長間の明るさの比が変化していることがわかった (図 3.6, Tsukagoshi et al. 2016)。この結果は、リング状に放射が暗くなっている領域で塵粒子のサイズがより小さい可能性を示唆する。これは、リング構造が円盤中の惑星によって作られているときに予言されていた特徴と合致することから、暗いリング構造内にすでに惑星が形成されている可能性を示唆する。以上に加え、最新の高感度観測で取得された画像中では、この円盤中に小さな電波放射源の存在が確認されつつある (Tsukagoshi et al. 投稿中)。この放射源は塵の集積場

所にあたるはずであるが、もしかすると、形成されつつある惑星が実際にあり、その重力で引き付けられた塵が集まっている様子を捉えたのかもしれない。

以上、いくつか個別の天体の観測を紹介したが、これまでに100天体弱が、アルマ望遠鏡によって0.1秒角程度(我々から典型的な距離にある原始惑星系円盤に対し、太陽系の大きさの構造を空間分解できる程度の解像度)よりも高い空間解像度で観測されている。それらの中から、リング状構造を示す天体が多数確認されてきている。加えて、非軸対称性を示す天体などもあり、統計的研究はここ数年で大きく前進するであろう。重要なことは、もともとは原始惑星系円盤にそのような構造が存在するとは予測されていなかった点である。つまりアルマ望遠鏡は、原始惑星系円盤に多様な構造が存在することを初めて明らかにし、それによって我々が抱いていた「原始惑星系円盤」の描像を大きく変えたと言える。

原始惑星系円盤の中で惑星は形成される。すなわち、原始惑星系円盤は惑星形成を考える際の「前提」であり、その理解は、惑星形成の理解の深化とも直結している。アルマ望遠鏡以前は、「原始惑星系円盤は軸対称で滑らかである」という仮定の下で惑星形成を議論することが常識であったが、これからは、「原始惑星系円盤には多様な構造があるという観測事実」を前提に、様々な議論を深めていかなければならない。この意味で、アルマ望遠鏡による観測は、惑星形成理論の前提を覆したといっても過言ではなく、半世紀にわたる惑星形成の研究の流れの中で重要なマイルストーンであることに疑問の余地はない。観測された構造は、どのようにして作られたのか? そのような構造が作られた時期はいつか? そのような構造は、惑星の形成と何らかのつながりがあるのか? 現状はアルマ望遠鏡によってデータが集まり始めた段階に過ぎず、データの個別的解釈や、円盤構造と中心星の性質との何らかの関係を探る努力などが行われている段階である。上で列

挙した基本的疑問に答えていく時期が今まさに始まろうとしており、それは「観測事実をもとにした、検証可能な惑星形成シナリオ」の構築に向けた大きな一歩を踏み出す瞬間であるともいえる。

3.1.1.3 塵の成長と円盤構造

地球のような岩石惑星や木星のようなガス惑星のコアは、固体でできている。しかし、このような数千 km にも及ぶ巨大な固体は宇宙に最初から存在したわけではない。超新星爆発や星の周りの空間では、気相の物質から μm サイズの塵が形成される。宇宙には、このようにして生まれた μm サイズの塵微粒子が無数に存在していると考えられている。これらの微粒子が互いに付着成長し、最終的に数千 km の惑星へと成長する過程が惑星形成であり、その付着成長の現場が原始惑星系円盤である(図3.7)。アルマ望遠鏡は、塵の付着成長に関わる研究も飛躍的に発展させている。

(1) 塵の成長

塵の合体成長理論は主に3つの問題点を抱えている。第一に、太陽系の姿に基づいた従来の原始惑星系円盤モデルにおいては、塵がガスからの抵抗を受けて中心星に向かって落下していくことが知られている。特に中心星から数天文単位程度の領域で塵が大きさ1m程度にまで成長すると、さらに大きく成長するより早く中心星に落下してしまう「中心星落下問題」(Adachi et al. 1976)がある。第二に、塵が成長するためには塵同士が衝突して合体する必要があるが、衝突速度が速すぎるために塵が破壊されてしまう「衝突破壊問題」(Blum and Münch 1993)がある。第三に、塵が衝突しても跳ね返ってしまい合体しない「跳ね返り問題」(Zsom et al. 2010)が指摘されている。これらの問題の解決方法は、日本の理論グループからの提案も含めて活発に議論されてきている(e.g., Johansen et al. 2007; Kataoka et al. 2013)が、塵の

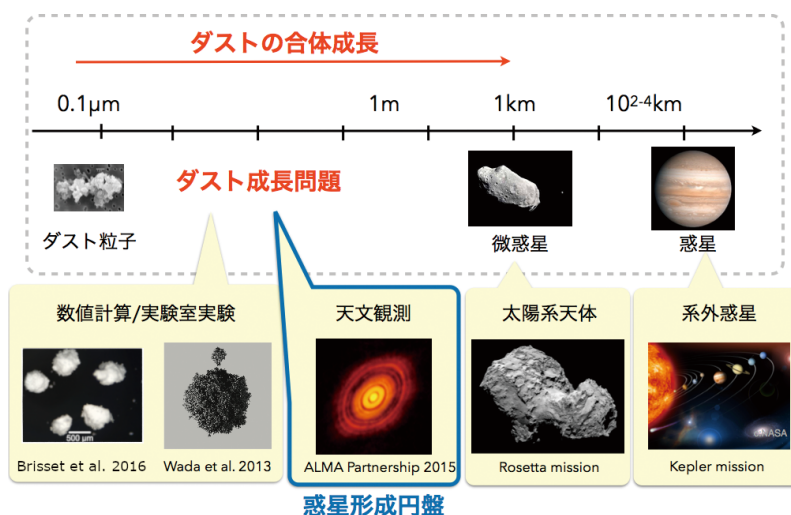
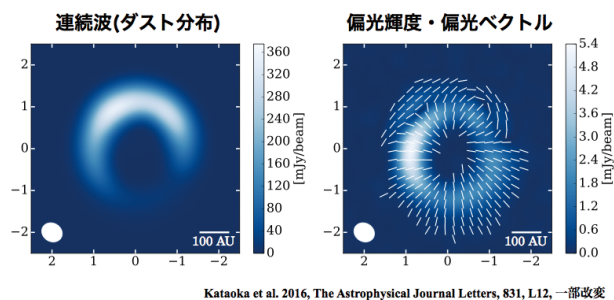


図 3.7 : 塵が岩石惑星や巨大ガス惑星のコアになるまでの大きさの進化

合体成長の理論には諸説あるのが現状である。そこで、成長途中の塵粒子がいつどこにどのようなサイズで存在し、さらに粒子の中身の空隙率がどの程度かといった性質を観測から制限することが重要である。アルマ望遠鏡登場前の研究では、ミリ波帯域での多波長観測から塵粒子のサイズを推定してきたが、アルマ望遠鏡によってリングや溝構造が明らかになってきた結果(前節)、従来の手法で用いられていた仮定が成り立たない可能性が出てきた。すなわち、これまでとは異なる方法で塵粒子サイズを見積もる必要が生じている。

この状況を背景に、大きな期待をかけられているのがミリ波での偏光である。アルマ望遠鏡以前の観測では、原始惑星系円盤からのミリ波偏光はほとんど検出されていなかった。しかし日本を中心としたグループは、理論的研究から、塵が成長していれば散乱によってミリ波でも偏光が発生するメカニズムを新たに提案した(Kataoka et al. 2015)。そしてアルマ望遠鏡による高感度・高空間解像度観測により、円盤からのミリ波偏光を初めて報告した(Kataoka et al. 2016)(図3.8)。星間空間における塵のミリ波偏光は、通常、非対称な形状をした塵粒子が磁場によって整列するためであると解釈される。しかし検出された偏光ベクトルの向きは、ミリ波散乱理論での予測と一致しており、さらに偏光の強い波長依存性(Kataoka et al. 2017)からもミリ波偏光が散乱由来であることが示された。その結果、塵のサイズに強い制限をつけることができた。このように、日本はアルマ望遠鏡による原始惑星系円盤の偏光研究を先んじて行い、世界をリードしてきた。これに引き続き、より若い年齢(10万~100万歳)の天体に対する観測結果も多く報告されている。その結果、1000天文単位スケールに広がる分子雲コア残存領域での偏光は磁場に起因する(e.g., Maury et al. 2018)とみられる一方、それより内側の円盤付近では磁場に起因する偏光と散乱に起因する偏光の両方があるとみられている(e.g., Sadavoy et al. 2018)。一方、年齢100万年以上で周囲のガスが晴れ上がった後の原始惑星系円盤における偏光は、散乱に起因しているとみられる(e.g., Hull et al. 2018)。こ



Kataoka et al. 2016, *The Astrophysical Journal Letters*, 831, L12, 一部改変

図3.8：原始惑星系円盤で初めて検出された塵による散乱が引き起こすミリ波偏光。塵の大きさを調べる新しい手法である(Kataoka et al. 2016, 一部改変)。

のように、アルマ望遠鏡で高感度・高空間解像度ミリ波偏光という新しい手法が開拓されたとともに、原始惑星系円盤ではどのスケールでいつごろ偏光メカニズムが磁場によるものから散乱起因へ移るかが、新たな主要課題として浮上してきている。

ミリ波偏光が初めて観測されたHD142527の円盤では、塵がある領域に偏在している。これは、円盤内でガスの圧力が高くなっている場所に塵が寄り集まっているためであろうと解釈されている。アルマ望遠鏡の塵放射観測で初めて認識された、ダストトラップと呼ばれる現象である(e.g., van der Marel et al. 2013)。この現象は、「中心星落下問題」を解決し、さらに中心星から100天文単位といった遠方で惑星を作るメカニズムとして、注目を浴びている。ところがミリ波偏光観測の結果は、この比較的新しい説に疑問を投げかけている。ミリ波偏光から判明した塵のサイズは $100\mu\text{m}$ 程度であり、このサイズでは理論上、ガスの圧力が有効に働かずダストトラップは形成されにくい。そのため、この偏在した塵分布の起源に対して新たな理論的解釈が必要とされている。非常に若く多重リング構造が明らかとなったおうし座HL星円盤(図3.5)でも、塵のサイズが $100\mu\text{m}$ 程度であることが示唆されている。このように、散乱由来のミリ波偏光を通じて、惑星の種である塵の成長過程の検証が新たに可能となっている。

(2) スノーラインと塵のマイクロ物理

おうし座HL星の多重リング構造の発見は、惑星系誕生の現場である円盤詳細構造を明快に示したという点で、革命的であった(図3.5)。その後の観測の進展により、リング構造を持つ円盤の存在が次々に明らかになり、このような構造は普遍的な存在であることがわかってきた。

前述の通り、リングの形成メカニズムについては複数の説が提唱されている。惑星が存在すれば、その周囲のガスを押しよけるため、円盤中の暗い溝は隠れた惑星に起因している可能性がある。一方、別の有力なメカニズムとして、日本のグループが提案している塵粒子の焼結ゾーン説がある(Okuzumi et al. 2016)。円盤内において気相から固相に相転移する(水ならば水蒸気から水に変わる)温度の境界を、スノーラインと呼ぶ。塵同士の付着は水素結合や分子間力で起こるが、結合部の強度は、そこでの物質の蒸発・凝固に関係する。かつ、その蒸発・凝固が起こりやすい温度帯、すなわちスノーラインの位置(熱源となる中心星からの距離)は分子種に依存する。焼結ゾーン説とは、スノーラインのすぐ外側で起こる焼結により塵結合部の強度が弱くなり、塵集合体同士の衝突によって散らばった破片が滞留した結果、アルマ望遠鏡の観測において明るく見える、という説である。実際、この理論をおうし座HL星に適用してみると、複数の分子種のスノーラインに対応したリング構造がアルマ望遠鏡で見えること

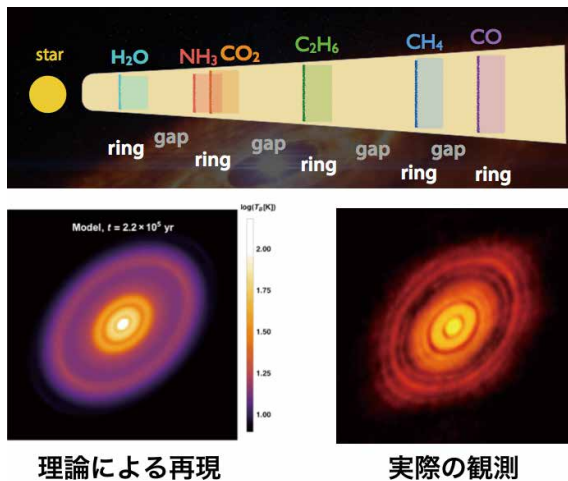


図 3.9：おうし座 HL 星円盤のリング構造の起源を説明する理論研究の発展の一例 (S. Okuzumi private communication)

がわかった(図 3.9)。このように、アルマ望遠鏡による円盤の詳細構造の観測は、塵のマイクロ物理という惑星形成の第一段階にあたる物理過程の議論をも可能にしている。

3.1.1.4 円盤進化

原始惑星系円盤から惑星系の完成へと至る長い時間スケールでの進化の研究には、多数の円盤を対象にしたサーベイも基本的な手法となる。惑星系形成過程の全貌を知るためには、星が主系列に至る前の全期間で起こる円盤進化を理解すべきであるが、質量が太陽程度の星の場合、その期間は約 1000 万年に及ぶ。つまり、円盤進化に伴う変化を人間が直接認識することはできない。そこで、多数の円盤をサーベイして得られる統計的性質を中心星年齢と関連づけて解釈し、この問題に対処する。サーベイ観測は、誕生する惑星の多様性の起源を探る上でも重要である。中心星の形成・進化と並行して進む惑星系形成過程は、中心星の性質(中心星の質量や、単一星か連星系か)やそれらが誕生した環境(周囲の星々の明るさや重元素存在度)からも影響を受けるはずである。多数の円盤を対象にするサーベイでは、円盤の平均的性質とともに、様々な因子に従って現れる傾向や多様性が明らかになる。2018 年 8 月現在、3800 を超える系外惑星が発見されている(The Extrasolar Planets Encyclopaedia)が、これら系外惑星が示す多様性の起源の多くは、惑星系の母胎となっ

た円盤の性質と関連するに違いない。以上を踏まえ、アルマ望遠鏡がもたらした主要な成果を概観する。

これまでにアルマ望遠鏡は、その卓越した感度と高品位画像を瞬時に取得できる能力を活かし、近傍の星形成領域に含まれる多数の円盤を対象にしたサーベイ観測において著しい進展をもたらした。特に、アンテナ台数が 35 台以上に増えた後の連続波観測では、近傍の星形成領域に含まれる円盤に対し、わずか 30 秒から 3 分の積分時間で地球質量の 40% から 10% 程度しかいない塵粒子を検出できるようになった。その結果、星団中に含まれる多数の円盤に対してアルマ望遠鏡以前の研究を遥かに凌駕する統計情報を取得することに成功した(Ansdell et al. 2016; Barenfeld et al. 2016; Pascucci et al. 2016)。図 3.10 は、年齢が異なる太陽近傍の 5 つの星団に含まれる円盤に対してなされたサーベイから推定された、塵質量を中心星質量の関数として示した結果の比較である(Ansdell et al. 2017)。中心星質量と塵円盤質量にはどの星団にも正の相関が見られるが、星団年齢が 100 万年(1Myr)から 1000 万年(10Myr)へと経過するにつれて、特に質量が小さい中心星に付随する円盤の塵質量が著しく低下していく様子が明らかにされている。また中心星質量が 0.5 太陽質量以下の範囲では、全ての星団で、木星型のガス惑星を形成するのに必要なだけの固体質量(約 10 地球質量; Mizuno 1980)を含む円盤が稀であることが示唆される。これは、これらの星の周囲ではもはやガス惑星が形成されないか、さらに早い進化段階(年齢 100 万年未満)において木星型惑星が形成し終わっていないからだと暗示する。このようにアルマ望遠鏡によるサーベイは、塵円盤消失の時間スケールやガス惑星の形成時期について、強い制限を与え始めている。

アルマ望遠鏡では連続波と同時に、ガス成分の定量に用いられる CO 分子輝線も検出できる。これを利用して、円盤内のガス・塵質量比や両者の外径の差異に関する研究も始まっている(Ansdell et al. 2016, 2018)。3.1.1.2 節でも説明されたように、原始惑星系円盤内ではガスと塵がお互いに異なる空間分布をとりうるため、円盤進化を議論する際にも両者を独立に調査する必要がある。図 3.11 は、おおかみ座(Lupus)領域で塵連続波が検出された 62

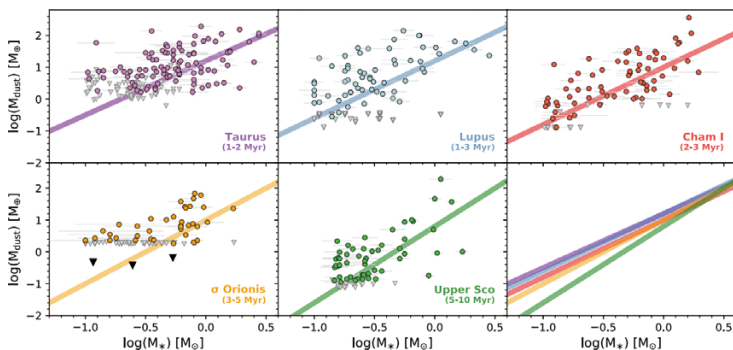


図 3.10：太陽近傍の 5 つの若い星団に対する中心星質量と円盤質量の関係(Ansdell et al. 2017)。左上パネルに示された Taurus(おうし座分子雲)に関するデータは Submillimeter Array(SMA)による観測データをもとにしたもので、そのほかの 4 つがアルマ望遠鏡で得られたデータによる。右下パネルは全ての星団で得られた相関をまとめたものであり、星団年齢に沿った進化傾向が見てとれる。

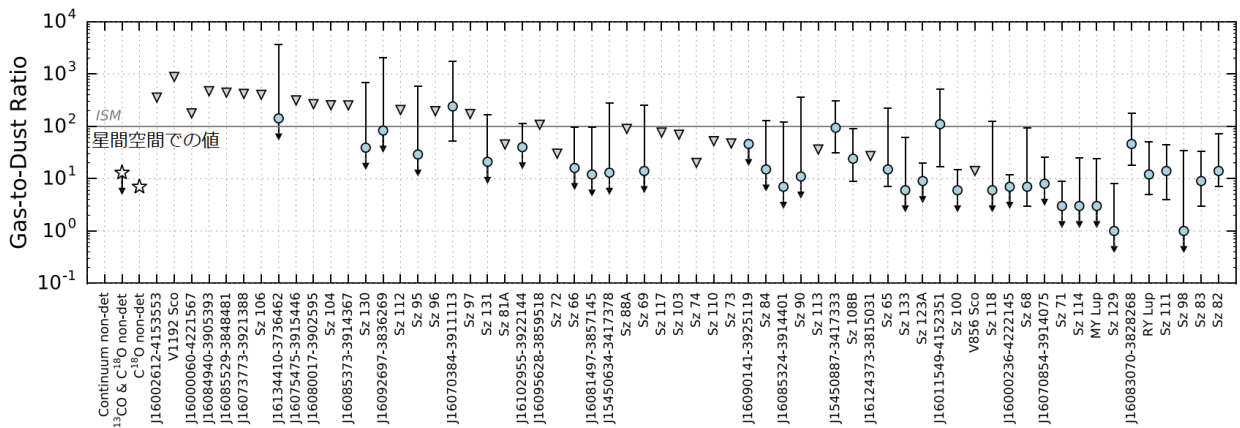


図 3.11：おおかみ座領域に存在する 62 個 (横軸) の原始惑星系円盤における、ガスと塵の質量比 (Ansdell et al. 2016)。

個の円盤について、同時に取得された CO 同位体 (^{13}CO 、 C^{18}O) 輝線に基づきガス質量を見積もり、ガスと塵の質量比を導出したものである。ただし、ガス質量の推定に大きな不確実性があることには注意が必要である。具体的には、円盤ガスの主成分である水素分子 (H_2) に対する CO の存在度の不確実性である。図 3.11 に示されているのは、 H_2 に対する CO 存在比が分子雲と同じ値であると仮定して導かれた円盤内のガス・塵質量比であるが、これを見ると、太陽近傍の分子雲における値 (100) に比べて系統的に低い値が得られている。塵に比べガスの散逸が進行しているというのが可能な解釈の一つであるが、これとは別に、ガス中の CO 分子が選択的に枯渇している可能性もある。実際、円盤ガスの化学モデル計算では、スノーラインより外側で塵表面に固着した CO は固体表面反応によって大型有機分子へと変換され、再加熱を受けても CO の形では気相に戻らないことが示されている (Yu et al. 2016)。円盤内のガス成分の正確な定量とその進化の情報は惑星形成過程を考える上で極めて重要である。アルマ望遠鏡観測とモデル計算が協調して、円盤の主成分である H_2 の信頼性の高い定量方法を確立していくことが、喫緊の課題となっている。

3.1.1.5 原始惑星系円盤から残骸円盤へ

ここまでは、主系列に到達する前の成長段階にある星に付随する原始惑星系円盤の観測を中心に紹介した。しかしアルマ望遠鏡の卓越した感度は、成熟した主系列星に付随するより小質量の残骸円盤についても大きな進捗をもたらしている。本来、両者の区別は、その構成物質が星間空間から直接取り込まれたもの (一次起源) か、形成された惑星系内で天体同士が衝突・破壊されることによって放出・供給されたもの (二次起源) かによって行われるべきであろう。しかし、観測的に円盤物質の起源を判別することは容易ではないため、実際上は中心星光度に対する円盤光度で便宜的に区別することが多い。具体的には円盤光度比およそ 0.01 以上を原始惑星系円盤、それ以外を残骸円盤と

する。この区分によると、図 3.10 で示されているさそり座上部領域 (Upper Sco) に含まれる円盤のうち約 40% は残骸円盤である。つまり、すでに原始惑星系円盤から残骸円盤への遷移に伴う進化の一端が見えている。

ただし、残骸円盤の進化の本格的な議論は、円盤物質の起源を明確にしながら進める必要がある。手がかりとして注目すべきは、アルマ望遠鏡によって初検出された残骸円盤中の低温ガス成分である。特に、がが座 β 星やくじら座 49 番星では、CO 分子の輝線だけでなく、中性炭素原子の微細構造線が検出された (Dent et al. 2014; Higuchi et al. 2017; Cataldi et al. 2018)。そもそもアルマ望遠鏡以前にこれらの円盤が二次起源塵で構成されていると考えられていたのは、これらの円盤のほとんどで低温ガスを含む兆候が見つからなかったためだった。ガスがない環境では塵は星近傍にごく短時間しか滞在できないと考えられており、そんな環境で発見された塵は二次起源であると

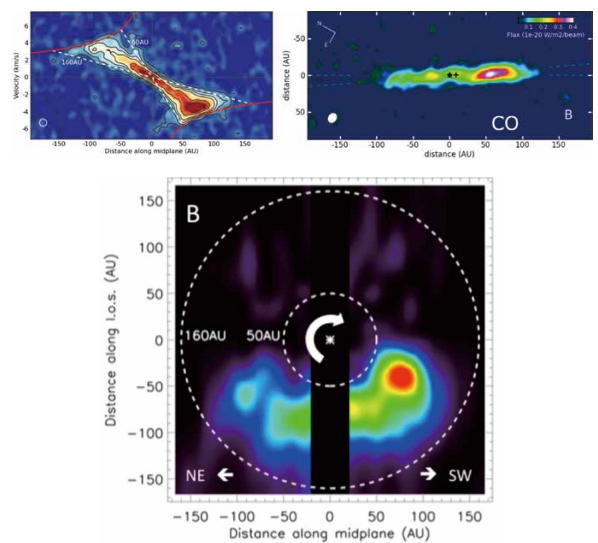


図 3.12：がが座 β 星で検出された CO 分子輝線の輝度分布 (右上)。円盤をほぼ真横から見る配置で、中心星 (★) に対して非対称な分布が捉えられた。左上図は、円盤面に沿って得られた位置速度図である。中心星から 50 ~ 160 天文単位の距離で分布するガスのケプラー回転運動で説明できる。これに基づき、正面から円盤を見た場合のガス分布を再現したのが右図である。一次起源の塵ではこの分布を再現するのは困難で、巨大衝突に伴う二次起源説が有力である。

推測されたのだ。アルマ望遠鏡によるガス成分の検出は、この前提の根本的再考を促している。実際、ガス分布が示す非対称性(図 3.12)や、中性炭素原子と CO の輝線強度比に基づくガス化学モデルを用いた H₂ 存在度の推定などから、それぞれの円盤中のガス起源を探る研究が発展しつつある。二次起源と特定された円盤については、系外惑星系における彗星活動や巨大衝突現象をリアルタイムで観測する現場として、系外惑星分野との関連からも注目される。

3.1.1.6 まとめ

惑星系形成過程の解明はアルマ望遠鏡が掲げる主要科学目標の一つであり、その観測が円盤性質について新たな情報を提供することは事前に予想されていた。しかし、実際に稼働し始めたアルマ望遠鏡からもたらされてきた情報の質は想定を遥かに上回り、その内容も多岐に渡っている。ここではそれらを3つの観点から、観測天文学以外への波及効果も含め、総括する。

第一に、円盤の詳細構造についてである。アルマ望遠鏡は近傍の円盤に対して数天文単位の空間解像度を実現し、幅広い年齢の若い星に付随する円盤の内部構造として、リング・ギャップ構造に代表される動径方向の不連続性や非軸対称な塵濃集領域を多数見出した(図 3.13)。これらは、惑星系形成の舞台となる円盤の構造としてこれまで一般的に想定されてきた、軸対称で動径方向に滑らかな質量分布を持つ円盤とは、大きく異なっている。一方、これらアルマ望遠鏡で捉えられた構造には、円盤内で形成された惑星と円盤との相互作用により形成されたものが含まれている可能性がある。ただし現状では、惑星存在の有無について確固とした結論が得られていないため、これら円盤構造の本性(惑星系形成過程における位置づけ)が完全に理解されたとはいえない。このように課題は残っているものの、これらの観測結果に触発された理論研究が、円盤進化と円盤・惑星相互作用の2つの観点で多数発表されている。

第二に、円盤ガス物質の組成についてである(3.1.3.3 節「原始惑星系円盤の有機分子・同位体分子」も参照)。ア

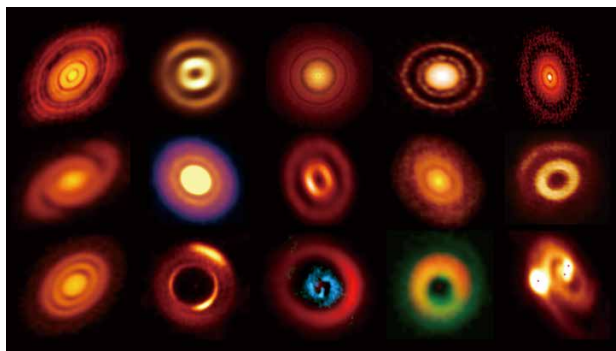


図 3.13: アルマ望遠鏡が描き出した原始惑星系円盤の詳細な構造

ルマ望遠鏡の卓越した感度は、これまで原始惑星系円盤ではとらえられていなかった大型有機分子や衝撃波起源の分子、重水素原子を含む分子からの放射を検出可能にした。これらは水素分子を主成分とする円盤ガスの中では微量成分であるが、それだからこそ、星周構造の区分け(例えば円盤とエンベロープの境界領域)を浮かび上がらせたり、分子生成を導いた化学反応に対し有力な情報を与えたりしている。一方、塵との関連では、塵表面に氷として取り込まれていた揮発性分子が焼結・昇華する境界線の存在が、アルマ望遠鏡観測によって確認されつつある。このような研究では円盤環境下での物質の振る舞いに関する正確な把握が不可欠であるが、最近では円盤環境を模した実験により 50~140 ケルビンの温度範囲における水の液体的振る舞いが発見される(Tachibana et al. 2017)など、関連分野への波及効果も見られている。

最後に、アルマ望遠鏡によって開拓された新しい方向性にも触れたい。塵放射の直線偏光が、原始惑星系円盤で次々と検出され始めた。塵放射の偏光は星間空間においては磁場構造を反映すると考えられているが、円盤においては、磁場だけでなく塵粒子のサイズを測る手段として注目され始めている。塵の成長は惑星形成の鍵を握る過程であり、それと直接関係する情報を調べる新たな手段を確立した点は、今後の研究展開にとって大変意義深い。また、残骸円盤に対するガス輝線(炭素原子、及び CO 分子)の検出もアルマ望遠鏡がもたらした新展開である。これにより、残骸円盤も含めてあらゆる進化段階の円盤ガスの定量ができるようになった。つまり、星間物質から直接取り込まれたガス(一次ガス)の散逸タイムスケールや、完成した惑星系における小天体間の衝突脱ガス(二次ガス)の供給について、観測研究の端緒が開かれた。

以上、惑星系形成過程やその中の太陽系の位置付けを天文学的手法で調べていく研究の力強い第一歩を、アルマ望遠鏡は踏み出したと総括できる。

3.1.2 銀河形成と諸天体の歴史

3.1.2.1 銀河誕生と宇宙の再電離

膨張宇宙は、およそ 138 億年前にビッグバンによって開始した。その直後の物質の創成時、陽子と電子は電離していたが、宇宙の膨張・冷却によりいったん結合した。これを宇宙の晴れ上がりと呼ぶ。その後、初代星や初代銀河などからの紫外線により再び電離し(宇宙の再電離)、現在の宇宙の姿に至った(図 3.14)。宇宙の再電離は、赤方偏移 20(宇宙年齢約 2 億年)ごろから開始し、赤方偏移 6~7(宇宙年齢約 8~10 億年)で完了したと考えられている。この宇宙の再電離が、具体的にどのような天体により引き起こされ、どのような経過をたどったのかを解き

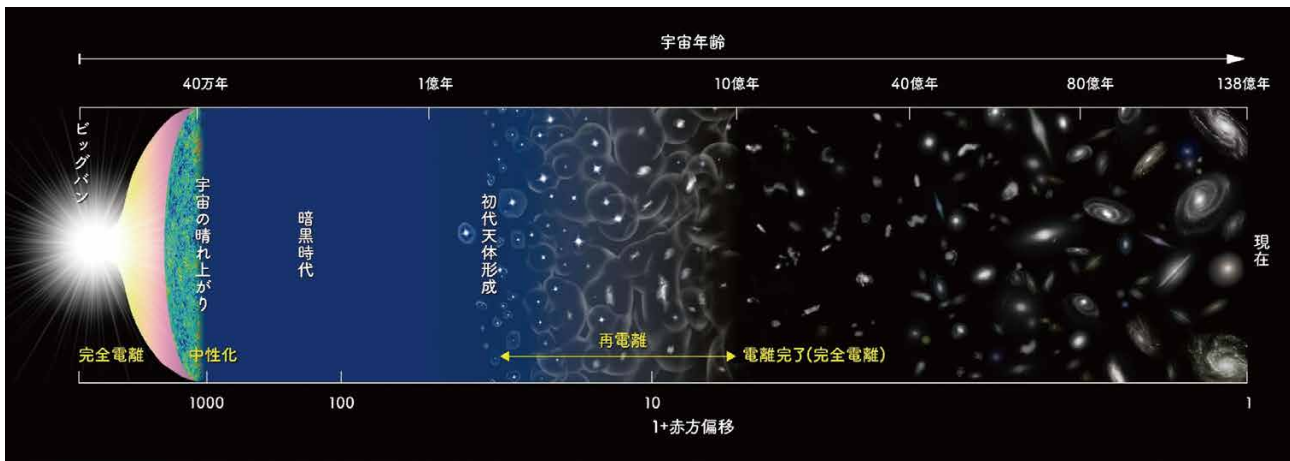


図 3.14 : 宇宙の歴史と宇宙再電離の時期 (Credit: 国立天文台)

明かすことは、現代天文学の最重要課題のひとつである。この問いに答えるためには、宇宙の再電離期の銀河を観測し、その性質を理解することが大切である。

遠方銀河の性質を調べる上での重要な第一歩は、輝線（物質ごとに特有な波長で放たれる強い電磁波）を検出して、遠方銀河までの距離を正確に測定することである。近年、アルマ望遠鏡を用いた2階電離酸素の輝線（[OIII]、静止系波長 $88\mu\text{m}$ ）の観測によって、宇宙の再電離期の銀河の研究は目覚ましい成果を挙げている。さらに、アルマ望遠鏡の観測の強みは、塵が放射する連続波の観測も同時にできる点である。塵の形成、成長、破壊の過程は、銀河の星形成活動と密接に関わるため、遠方銀河の塵の性質を調べることは、新しいフロンティアとして大きな注目を集めている。ここでは、アルマ望遠鏡による宇宙の再電離期の銀河の酸素や炭素の輝線と塵の観測研究を概説する。

Capak et al. (2015) は、赤方偏移 5~6 (宇宙年齢約 10~12 億年) の時代にある星を活発に形成している銀河をアルマ望遠鏡を用いて観測した。この結果、4 個の銀河から塵の連続波を検出した。また複数の銀河から1階電離炭素の輝線（[CII]、 $158\mu\text{m}$ ）も検出した。本結果は、アルマ望遠鏡の持つ高い感度が、遠方の星形成銀河の観測に有効であることを示したばかりでなく、初めて赤方偏移 5 以上にある星形成銀河の塵の性質に制限をつけた点で革新的であった。遠方銀河は塵の量が比較的少ないことが明らかになった。

同年には、Watson et al. (2015) が赤方偏移 7.5 (宇宙年齢 7 億年) の時代にある星形成銀河から、塵の連続波の検出に成功した。現在では、赤方偏移 8 (宇宙年齢 6 億年) を超える若い銀河からの塵の検出も報告されている (Laporte et al. 2017; Tamura et al. 2018)。この成果は、ビッグバンからわずか約 6~7 億年という短い期間に、銀河がどのようにして観測可能な量の塵を持つにいたったのかという新しい問題を提起し、多くの理論研究を刺激し

た。特に、観測された塵が超新星爆発で生み出され、星間空間中で破壊されたり、分子雲中で不揮発性元素を吸着したりしながら次第にその質量を増すという理論モデル (Inoue et al. 2011; Asano et al. 2013, 2014) が支持されるようになった (Tamura et al. 2018)。

伝統的に遠方銀河の正確な距離の測定に使われてきたのは、紫外線帯にある水素ライマンアルファ輝線だった。しかし、宇宙の再電離期の銀河では、この輝線が弱くなり、観測が困難であった。そこで、Inoue et al. (2014) は、新しい道具として遠赤外線線の2階電離酸素の輝線が有効であることを提案し、Inoue et al. (2016) で初めて赤方偏移 7.21 (宇宙年齢 7.3 億年) という宇宙の再電離時代の銀河から酸素輝線を検出した (図 3.15)。この論文が出版されてからわずか 2 年の間に、合計 7 個の銀河で酸素の検出が報告されている (表 3.1)。酸素の輝線が遠方銀河の観測に有効であることが確立されたと言えよう。

Marrone et al. (2018) は、赤方偏移 6.90 (宇宙年齢約 8 億年) の時代にある、極めて明るい銀河をアルマ望遠鏡で観測し、酸素および炭素の輝線、そして塵の連続波の検出に成功した。興味深いことに、この天体はペアをなす二つの銀河から構成されていた。このペアは合体の途中に

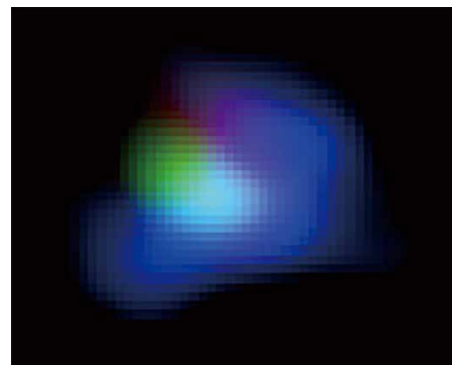


図 3.15 : 赤方偏移 7.21 の銀河の疑似カラー合成画像。アルマ望遠鏡で観測された電離酸素からの光を緑色、すばる望遠鏡で観測された電離水素からの光を青色、イギリス赤外線望遠鏡 UKIRT で観測された紫外線を赤色で合成している (Inoue et al. 2016)。Credit: 国立天文台, ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)

表 3.1: アルマ望遠鏡による遠方銀河の観測研究のハイライト

文献および出版年	赤方偏移	検出された輝線などの特徴
Hashimoto et al. 2018a, <i>Nature</i>	9.11	酸素
Laporte et al. 2017	8.38	酸素, 連続波
Tamura et al. 2018	8.31	酸素, 連続波
Watson et al. 2015, <i>Nature</i>	7.5	連続波
Inoue et al. 2016, <i>Science</i>	7.21	酸素
Hashimoto et al. 2018b	7.15	酸素, 炭素, 連続波
Carniani et al. 2017	7.10	酸素, 炭素
Marrone et al. 2018, <i>Nature</i>	6.90	酸素, 炭素, 連続波
Capak et al. 2015, <i>Nature</i>	5.15-5.69	炭素, 連続波

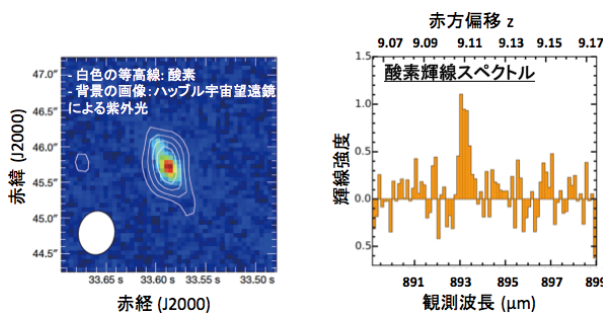


図 3.16: (左) 赤方偏移 9.11 の銀河の酸素輝線の空間分布 (Hashimoto et al. 2018)。背景の画像は、ハッブル宇宙望遠鏡で取得されたデータを表し、白色の等高線がアルマ望遠鏡で取得された酸素輝線を表す。(右) 酸素輝線のスペクトル。

あり、この過程で激しい星形成活動をしていることが明らかになった。アルマ望遠鏡を用いた高い解像度の観測で得られた重要な成果である。

Hashimoto et al. (2018) は、ハッブル宇宙望遠鏡で見つかった超遠方銀河の候補をアルマ望遠鏡で観測した。この結果、酸素の輝線を赤方偏移 9.11 (宇宙年齢約 5.3 億年) で検出した (図 3.16)。これは分光で正確な距離が分かった天体として、人類史上最も遠い記録であるばかりでなく、アルマ望遠鏡が初めて最遠方銀河の記録を打ち立てた成果でもある。さらに、ハッブル宇宙望遠鏡およびスピッツァー宇宙望遠鏡のデータを組み合わせた多波長データを解析した結果、この銀河が星形成を開始したのは、赤方偏移 15 頃 (宇宙年齢約 2.5 億年) だと推定された。宇宙最初期の星形成に切り込む輝かしい研究成果である。本成果は、NHK 全国ニュースや各全国新聞紙をはじめとした国内外のメディアに大々的に取り上げられ、一般社会においても非常に高い関心を集めた。

最後に、アルマ望遠鏡による遠方銀河の酸素および塵の観測成果を表にまとめる。多くの成果が *Science* や *Nature* に掲載されており、注目度の高さがうかがえる。また、この分野では日本人の研究グループによる活躍が目覚ましい。

3.1.2.2 銀河の形成と進化の歴史

(1) 宇宙の星形成史

宇宙の掃天観測 (サーベイ) は、天文学の歴史において脈々と行われてきた。広い領域を掃天する観測は、単純でありながら宇宙に存在する天体・天体現象を明らかにする上で必要不可欠な手法である。観測技術の進展に伴い、広さ、深さ、解像度、観測波長といったパラメータスペースを拡張していくことによって、未知の天体・天体現象が発見され、また統計的研究に必要なサンプルの構築が行われてきた。ミリ波・サブミリ波におけるサーベイは、「宇宙の星形成史」、「銀河の形成・進化」、および「宇宙背景放射の起源」を理解する上で不可欠である。宇宙の星形成史とは、いつの時代にどれくらいの星が形成されたかという星形成の歴史である。これまでの観測によって、赤方偏移 6~7 (宇宙年齢約 8 億年) から現在に至るまでの歴史が明らかになりつつある (図 3.17)。

しかしながら、これまでの遠方宇宙における研究では静止系での紫外線を観測しており、宇宙空間に漂う塵によって大きな吸収を受けるという問題がある。そのため、過去の観測では塵に「隠されて」見落とされている銀河が多数存在する可能性がある。ミリ波・サブミリ波帯では、塵からの熱放射 (連続波) を捉えることにより、塵の吸収の影響を受けずに銀河内部で起きている星形成活動を調べることができる。さらに、ミリ波・サブミリ波観測は、宇宙背景放射の起源に迫る上でも必須である。宇宙背景放射とは、天の川銀河の外から届く電磁波の総和であり、観測波長ごとにその起源は異なる。ミリ波・サブミリ波帯での背景放射は、遠方宇宙における塵に埋もれた星形成銀河が起源であると考えられているが、その全容は未だ明らかになっていない。ミリ波・サブミリ波における高感度かつ高い解像度での観測が重要である。

高性能のミリ波・サブミリ波カメラの登場により、1990 年代後半からミリ波・サブミリ波帯での広視野サーベイが行われてきた。その結果、それまでは知られていなかったミリ波・サブミリ波で明るい銀河が初期の宇宙に大量に存

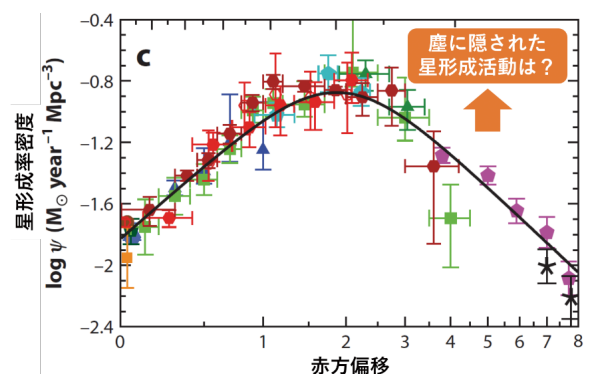


図 3.17: 宇宙の星形成史。横軸は赤方偏移、縦軸は単位体積当たりの星形成率。遠方宇宙 (図の右側) において、塵に隠された星形成活動がどの程度存在するのかがまだ解明されていない (Madau et al. 2014)。

在することが明らかになった。この銀河は「サブミリ波銀河」と呼ばれ、塵に厚く覆われ、大規模な星形成活動を行っている爆発的星形成銀河であることが分かった。サブミリ波銀河はその性質から「宇宙の星形成史」「銀河の形成・進化」「宇宙背景放射の起源」の理解に重要な役割を果たすと考えられる。一方、これまでに見つかったサブミリ波銀河がどの程度寄与しているかを求めると、赤方偏移2~3の宇宙における星形成率密度の高々20%、ミリ波帯での宇宙背景放射の高々20%でしかないことも分かってきた。これは、既存の観測の感度不足により、多くの割合を占める「暗い」サブミリ波銀河が検出されていないためである。これまでのサブミリ波銀河サーベイでは、地上の単一鏡望遠鏡や宇宙赤外線望遠鏡が用いられてきたが、解像度の制限に起因する「コンフュージョン限界」に阻まれて、暗い銀河が検出できなかった。

この状況を一変させたのがアルマ望遠鏡である。アルマ望遠鏡はその解像度の高さから、コンフュージョンの影響を受けずに銀河のサーベイが可能である。さらにその圧倒的な感度により、わずかな観測でも既存のミリ波・サブミリ波帯望遠鏡に比べて一桁以上も深い観測が可能になった。これまでに、アルマ望遠鏡を用いて複数のサーベイが行われてきた(図3.18)。これらのサーベイでは、塵に隠された星形成活動やミリ波帯での宇宙背景放射に大きく寄与していると考えられている「暗い」サブミリ波銀河がようやく捉えられてきた。背景放射については、およそ50%の起源が解明されている。さらに、非常に狭い領域ではあるが、重力レンズ効果を利用してより暗い銀河を探索した研究では、100%近くが解明されたとする報告もある。

(2) 原始銀河団形成

ミリ波・サブミリ波で選択的に観測されるサブミリ波銀河は、宇宙で最も激しい星形成活動(星形成率は時に1年間に1000太陽質量を超える)を示す大質量爆発的星形成銀河であり、その多くが遠方の宇宙(赤方偏移2以遠)に存在する。現在の宇宙では、銀河の大集団である銀河団を構成する銀河の多くは大質量楕円銀河である。これら

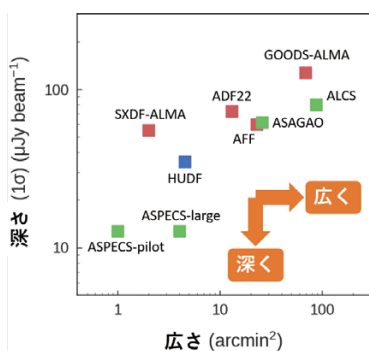


図3.18: これまでにアルマ望遠鏡によって行われた主な1mm帯サーベイ。横軸は広さ、縦軸は深さを示す。色の違いは観測波長の違いを表す。既存のサーベイ面積は100平方分に満たず、また深さも $>10 \mu\text{Jy}/\text{beam}$ であるため、今後、より広くかつ深い観測が必要である。

の銀河は過去に非常に活発な星形成活動を行っていたと考えられており、サブミリ波銀河はそのような「若かりし」大質量楕円銀河を見ているのではないかと考えられている。このような背景のもと、銀河団に進化すると考えられる初期宇宙において銀河の密度が高い領域や、原始銀河団とサブミリ波銀河の関係性は大きな注目を集めてきた。

アルマ望遠鏡によってもたらされた、従来と比べて高解像度、高感度の連続波、分子・原子ガス観測は、これらサブミリ波銀河の環境依存性の理解の進展にこれまで大きく貢献してきている。一つには、300万光年程度の大きさやそれよりも小さな範囲に密集した、10個を超えるサブミリ波銀河の大集団の発見が挙げられる。赤方偏移3.1の原始銀河団SSA22中心部における発見(Umehata et al. 図3.19, 3.20)を皮切りに、近年では赤方偏移4付近においても続々と発見が報告されている(Oteo et al. 2018, Miller et al. 2018)。これらの例は、大質量銀河がその星形成活動の最盛期に、すでに強く環境依存性を持つことを示唆している。さらにいずれの例においても、サブミリ波銀河の発見、同定だけでなく、赤方偏移の決定も主にアルマ望遠鏡によってなされたことは注目に値する。塵を多量に含んだ活発な星形成銀河であるサブミリ波銀河では、塵による強い減光のため紫外、可視光での分光観測は困難を極める。そのため、一酸化炭素分子に代表されるサブミリ波、ミリ波の分光観測が代わって強力な手段となる。

アルマ望遠鏡はサブミリ波銀河の集団だけでなく、サブミリ波銀河の周囲の銀河を発見、調査する上でも新しい手段を我々に提供してくれている。これまでに、サブミリ波銀河やサブミリ波で明るいくエーサーの周囲の銀河が炭素の一階電離輝線([CII] $158 \mu\text{m}$)によって見つかってきており(Riechers et al. 2014, Decarli et al. 2017)、これらの大質量銀河が銀河の密度が非常に高い領域で形成、進化したことを示唆している。炭素輝線が検出される銀河はライマンブレイク銀河のような既知の銀河の場合もあれば、アルマ望遠鏡によって初めてその存在が知られるようになった場合もある。大質量銀河が初期宇宙の形成期においてど

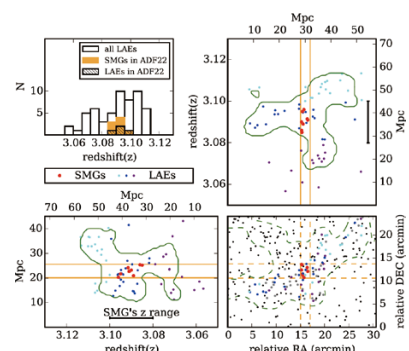


図3.19: 赤方偏移3.1の原始銀河団SSA22中心部におけるサブミリ波銀河(赤)とライマンアルファ輝線銀河(水色、青、紫)の三次元分布。サブミリ波銀河が大規模構造の中心部で群れ集まって生まれていることが示されている(Umehata et al. 2015)。

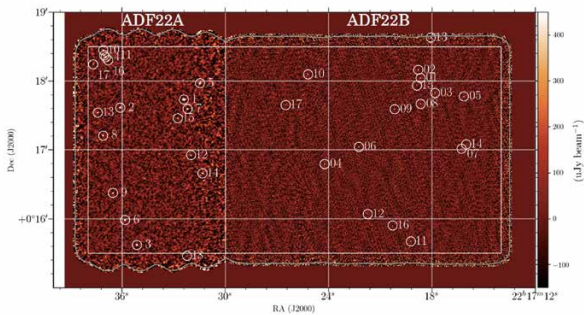


図 3.20 : SSA22 領域の広域 1mm 画像 (Umehata et al. 2018)。約 20 平方分の天域に 35 個のサブミリ波銀河が見つかった。この数密度は一般領域よりも顕著に大きい。さらに深く、広い探査によって原始銀河団における暗いサブミリ波銀河の検出、解明が期待される。

のような環境で形成されてきたのか、その形成史の中で銀河同士の衝突合体がどの程度支配的な役割を果たしたのか。こういった根源的な疑問に相対する上で、遠赤外線領域で最も明るい輝線の一つである炭素輝線による周辺に存在する銀河の探査は、可視光、近赤外線による従来の探査と相補的かつ重要な手段であると期待される。

(3) 内部構造 (重力レンズによる高分解観測)

宇宙観測の歴史は、解像度の獲得の歴史でもある。解像度 θ は、望遠鏡の開口径を D 、観測波長を λ として、 $\theta = D/\lambda$ と表される。すなわち、望遠鏡の開口径が大きければ大きいほど、あるいは波長が短ければ短いほど、望遠鏡の解像度は向上する。たとえば、直径 $D=7$ ミリの瞳孔を通して可視光線を見る人間は、約 20 秒角の解像度を持つ。ところが、波長が長い電波領域、たとえば波長 $\lambda=7$ ミリのミリ波で同等の解像度を達成しようと思えば、じつに直径 70 メートルもの巨大な電波望遠鏡が必要になるのである。

したがって、可視光よりも 3~4 桁も波長の長いミリ波・サブミリ波天文学は、遠方天体の内部構造や運動を詳細に観測するうえで、明らかに可視赤外線天文学の後塵を拝していた。しかし、可視赤外線望遠鏡の 4~5 桁大きい基線長 D を実現したアルマ望遠鏡は、既存のあらゆる光赤外望遠鏡をしのぐ解像度を実現し、いまや遠方宇宙に存在する銀河の内部構造を分解しつつある。さらに、アルマ望遠鏡と重力レンズという天然の望遠鏡の組み合わせによって天体のより細かい構造を高い感度で調べること

ができる。

重力レンズ効果は、きわめて質量の大きい天体があったときに、その背景に位置する遠方の天体を拡大すると共に増光する現象である。このため、1970 年代後半に初めて重力レンズ効果を受けた遠方クエーサーが発見されて以降、重力レンズ現象は天体物理学におけるツールとして重宝されている。その処方、単に遠方天体の拡大による銀河の詳細構造の解明だけにとどまらず、重力レンズを引き起こす大質量銀河がもつ暗黒物質の分布やその中心の超大質量ブラックホールの質量測定、宇宙の膨張速度の測定など、天体物理学や観測的宇宙論に波及効果をもたらしてきた。

サブミリ波観測は、重力レンズ銀河を詳細に観測するうえでとりわけ有利である。多くの場合、前景の大質量楕円銀河を構成する恒星はほとんどサブミリ波を放射しない。また、背景銀河が塵を大量に含む銀河の場合、放射のピークがちょうどサブミリ波に来るために背景銀河の検出が容易になる。したがって、ガスや塵の観測を得意とするアルマ望遠鏡を使えば、遠方で活発に星形成を行う銀河の内部構造や重力レンズ現象を引き起こす銀河の暗黒物質の分布、超大質量ブラックホールの質量測定が可能になる。

2014 年末、アルマ望遠鏡は長基線観測キャンペーンの一環として重力レンズによって増光を受けた爆発的星形成銀河「SDP.81」を 23 ミリ秒角というきわめて高い角度分解能で観測し、2015 年 2 月にその科学評価データを公開した (図 3.21, ALMA Partnership et al. 2015)。SDP.81 は、赤方偏移 3 に存在する爆発的星形成銀河が、視線方向に偶然に一致する赤方偏移 0.3 の楕円銀河によって拡大されている銀河である。日独英米台の各国のチームが独立に重力レンズ効果の解析を行い、3 月末までに学術誌に投稿、その結果をインターネット上に公開した (Tamura et al. 2015, Hatsukade et al. 2015, Dye et al. 2015, Swinbank et al. 2015, Wong et al. 2015, Rybak et al. 2015a, 2015b)。Tamura et al. (2015) と Hatsukade et al. (2015) は、高次摂動を与えるレンズ銀河の質量モデルを構築し、SDP.81 が少なくとも 30 個の星形成領域からなること、それらが回転する銀河円盤を構成していることを見出した。アルマ望遠鏡と重力レンズ効果による合成視力は、人間の視

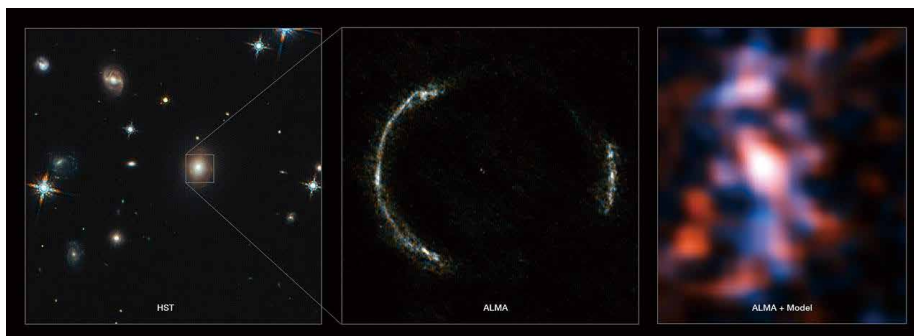


図 3.21 : (左) 重力レンズ効果を受けた爆発的星形成銀河 SDP.81 のハッブル宇宙望遠鏡の画像、(中央) アルマ望遠鏡の画像、(右) アルマ望遠鏡の画像から重力レンズ効果の歪みを補正した SDP.81 の真のすがた。
Credit: ALMA (NRAO/ESO/NAOJ) / Y. Tamura (The University of Tokyo) / M. Swinbank (Durham University)

力の1万倍以上におよび、遠方の宇宙ではきわめて小さい大きさとなる100光年の分子ガス雲を捉えることに成功している。さらに、Swinbank et al. (2015)、Dye et al. (2015)とSharda et al. (2018)では、これらのガスの運動や密度を解析し、ガス雲が重力的に不安定な状態にあることを見出した。これは、ガスが重力崩壊を起こし、つぎつぎに星を生み出す原因となっている可能性がある。これは、爆発的星形成銀河の形成要因を明らかにする上で、重要な示唆である。

さらに、Tamura et al. (2015)およびWong et al. (2015)の2つのチームは、質量モデルの詳細な解析から、前景の楕円銀河の中心に少なくとも太陽質量の3億倍以上におよぶ大質量天体—おそらく超大質量ブラックホール—が存在することを独立に明らかにした。また、Inoue et al. (2016)および米国のHezaveh et al. (2016)は、前景の楕円銀河だけでは説明ができない背景銀河像の歪みを見出し、視線方向に位置する小質量の暗黒物質ハローの存在を主張した(3.2.4.4節を参照)。これらの成果は、重力レンズ効果を通して「見えないものを可視化する」点でユニークであるが、それを可能としたのは、サブミリ波による超高解像度観測である。こうした、強みを活かした遠方銀河の内部構造の解明が、現在までに数多く進んでいる(Wong et al. 2017, Inoue et al. 2017, 3.2.4.4節を参照)。

さらに、重力レンズ効果による増光現象とアルマ望遠鏡の高い感度を組み合わせることで、爆発的星形成銀河の距離(分光学的赤方偏移)を測定する観測が活発に行われてきた。たとえば、重力レンズによる増光を受けた爆発的星形成銀河の分子・原子輝線スペクトルの分光観測による最遠方の爆発的星形成銀河の同定(Marrone et al. 2018, 3.1.2.1節を参照)、宇宙年齢に渡る爆発的星形成銀河の個数進化の研究(Vieira et al. 2013, Weiss et al. 2013, Strandet et al. 2016)、重力レンズ効果を受けた爆発的星形成銀河の統計的性質に関する研究(Bussmann et al. 2015, Ma et al. 2015, Spilker et al. 2016, Aravena et al. 2016, Dye et al. 2017)など、重力レンズ効果の応用は幅広い。近年のハーシェル宇宙望遠鏡による遠赤外線衛星観測によれば、可視光では見えない隠された星形成活動が、比較的近傍の宇宙で生じている星形成活動の半分を占めることがわかってきた。過去から現在にいたる宇宙年齢に渡って、隠された星形成活動がどれほど存在するのか、こうしたアルマ望遠鏡による重力レンズ天体の観測により明らかになりつつある。

(4) 内部構造(分子ガス観測)

銀河における星形成の歴史を紐解くには、光赤外による若い星や電離領域の観測だけでなく、その燃料となる分子ガスの電波観測が極めて重要である。それによりガスの存在割合($f_{\text{gas}} = M_{\text{gas}} / (M_{\text{gas}} + M_{\text{star}})$)を測定した

り、単位ガス質量あたりの星形成率(星形成効率; SFE)を求めたりすることができ、星形成活動のモードを定量化することができるからである。遠方宇宙においては、従来はサブミリ波銀河のような特殊な爆発的星形成銀河には観測が限られていたが、アルマ望遠鏡の登場によって通常の星形成銀河においてもガスの観測が可能になった。しかも、高い解像度により銀河内部のガス分布を分解することもできる。一酸化炭素分子の回転準位遷移輝線は分子ガスの優良なトレーサーである。アルマ望遠鏡での観測条件がよく、感度が最もよく、視野も最大なバンド3(100GHz帯)は特に優れた窓で、赤方偏移1~2の銀河のCO(J=2-1)輝線や赤方偏移2~3の銀河のCO(J=3-2)輝線を捕らえることができる。ただ、これらの高い準位の遷移輝線の強度から、基底状態への遷移であるCO(J=1-0)輝線の強度へと換算する時の係数や、CO(J=1-0)強度から水素分子が卓越している分子ガスの総量に換算する時の係数(a_{CO})には、分子ガスの物理状態に依存するため不定性があることには注意が必要である。もう一つの方法は、銀河の中の塵が放出する熱放射(連続波)の観測を行い、その強度から分子ガスと塵の質量比を仮定して分子ガス質量を求めるものである。塵の放射は一酸化炭素輝線よりも観測しやすいため、同じ観測時間でより少量の分子ガスを検出できるが、こちらも分子ガスと塵の質量比が物理状態に依存するため、やはり不定性を伴う。これらの問題点には注意しなければならないが、銀河の形成の最盛期と言われる赤方偏移1~3の時代に遡って通常の星形成銀河のガスを検出し、その性質が調べられるようになったのはアルマ望遠鏡の偉大な力である。

星形成銀河の大半は「星形成主系列(MS)」と呼ばれる星形成率(SFR)と星質量(Mstar)の間のほぼ比例関係に乗ることが知られているが、一方でその周りに比星形成率($s\text{SFR} = \text{SFR} / M_{\text{star}}$)にして上下それぞれ2倍程度の分散があることも知られている。この主系列図上での銀河の位置と、 f_{gas} やSFEがどう関係しているか、またその時間変化はどうか、などは星形成銀河の進化を調べる上で最も基本的な対象の一つである。近傍銀河については、 f_{gas} もSFEも主系列に沿って減少し、垂直方向(MSからのずれ、 ΔMS)には増大することが知られていた(図3.22)。それが今はアルマ望遠鏡やIRAM望遠鏡によって遠方銀河について精力的に調べられるようになった。アルマ望遠鏡の初期段階では上述のような不定性のため、手法やサンプルによって結果が異なり議論を巻き起こしていたが、その後落ち着き、両方の手法で整合的な結果が得られるようになってきた。 f_{gas} もSFEもまず共に昔に行くほど単調に大きくなる全体的な傾向があり(図3.22)、それに加えて主系列に沿った方向とそれに垂直な方向の傾向は近傍銀河と同じような振る舞いをするのがわかっ

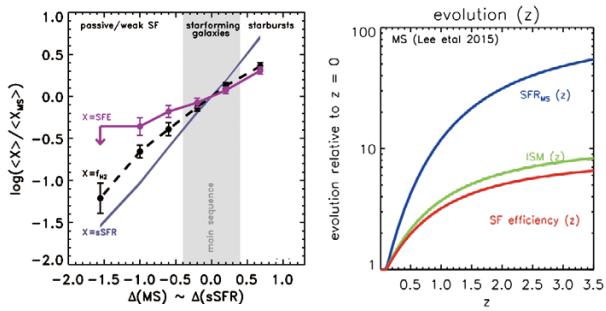


図 3.22 : (左) IRAM 望遠鏡による近傍銀河の一酸化炭素分子の観測から得られた分子ガス量 (f_{H_2}) と星形成効率 (SFE) の星形成銀河主系列からの距離への依存性 (Santong et al. 2012)。(右) アルマ望遠鏡による 708 個の遠方銀河の連続波観測から得られた、ガス割合 (ISM) と星形成効率 (SFE) の赤方偏移進化 (N. Scoville, private communication)。

ている。これらの結果から、昔に行くほどガスの割合が増え星形成活動が高まっていること、また MS の上(下)に外れるような星形成がバースト的(終息に向かう)銀河は、ガス量が増大(減少)すると共に星形成の効率が高まっている(低くなっている)ことが明らかになっている。遠方銀河(赤方偏移 2)では高い星形成活動を維持するためにガスの活発な降着が必要で、さらに降り積もったガスが高い効率で星へと変換され、銀河が急速に成長していることが示唆されている。

現在の宇宙における銀河の形や星形成活動などの性質は、銀河が住む周辺環境に強く依存することが知られているが、この起源ははまだ謎である。最近、赤方偏移 1.2 を超えるような原始銀河団が数多く発見されるようになり、このような銀河の環境依存性の研究が銀河の形成時期に遡って調べられるようになってきた。赤方偏移 1.5 の X 線銀河団をアルマ望遠鏡で観測した結果の例を図 3.23 に示す。上述した一般フィールドと同じように、MS からの距離の関数として、ガスの割合とガス消費時間 ($\tau = M_{\text{gas}} / \text{SFR} = 1 / \text{SFE}$) がともに変化していることがわかる。一方で、銀河団中心部にある星形成銀河はアルマ望遠鏡では検出されず、何らかの環境効果によって銀河ガスが消費または剥ぎ取られて少なくなっていることも示唆されている。X 線で観測される銀河団の高温ガスによるショック加熱によって冷たいガスの降着が止まったり、動圧により銀

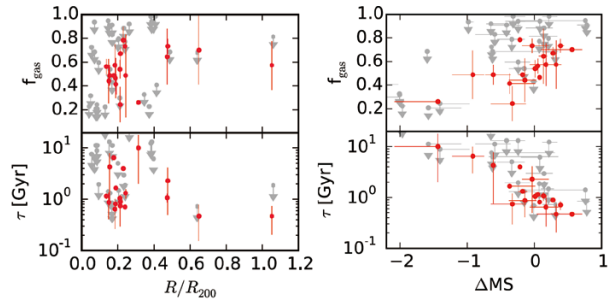


図 3.23 : (左) XCSJ2215 銀河団(赤方偏移 1.46)のアルマ望遠鏡の観測によって得られた、高密度環境でのガスの割合 (f_{gas}) およびガス消費時間 (τ) の、銀河団中心からの距離との関係。(右) 星形成銀河主系列からの距離 (ΔMS) との関係 (Hayashi et al. 2018)。

河ガスが剥ぎ取られたりしている可能性が高い。

このような研究は赤方偏移 2~2.5 の X 線銀河団についても行われ、同様の現象が確認されているが、銀河団中心部でガスの減少を埋め合わせるように星形成効率が高まって、高い星形成率を維持しているという興味深い実態も捕えられている (Coogan et al. 2018, Wang et al. 2018)。一方、同じ時代(赤方偏移 2~2.5)でも X 線では検出されないまだ若い銀河団では、中心部の星形成銀河はガスが豊富で (Tadaki et al. in prep.)、特に密度の高いコアでは外側の銀河や一般フィールドの銀河と比べてより高い星形成率を持っていることも示唆されている (Shimakawa et al. 2018)。

これらの結果を総合すると、図 3.24 のような銀河団の成長の様子が描き出される。初期宇宙では、周辺領域からフィラメント構造に沿って結節点(原始銀河団領域)へとガスが大量に降着し(冷却流モード)、そこで銀河が一気に形成される。しかし銀河団が成長するにつれ銀河団ガスがショック加熱されるようになると、ガス降着は高温ハローの放射冷却モードとなり効率が下がると考えられる(図 3.24)。このような銀河団のガス降着史とアルマ望遠鏡で観測されているガスの特性とは整合的である。

(5) 化学組成

銀河進化の全貌解明というゴールを達成するためには、銀河についての様々な観点での統計量が宇宙 138 億年の

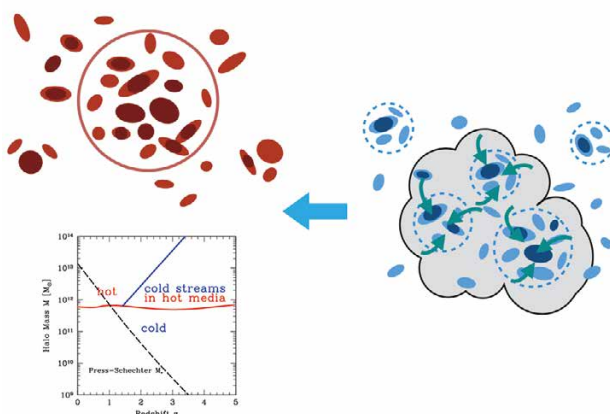


図 3.24 : (左側の二図) 銀河団進化の模式図 (R. Shimakawa, private communication)。初期は冷たいガスが大量に降り積もり星形成活動が上がるが、銀河団ハローが成長するとガスは高温にショック加熱され(X線を放射)、ガス冷却&供給が非効率となり星形成活動も下がる。(右) ガス降着史のシミュレーション (Dekel et al. 2009 のシミュレーションより再現)。銀河団ハローでは、初期の冷却流モードからその後は高温モードへと切り替わりガス冷却が非効率になる。

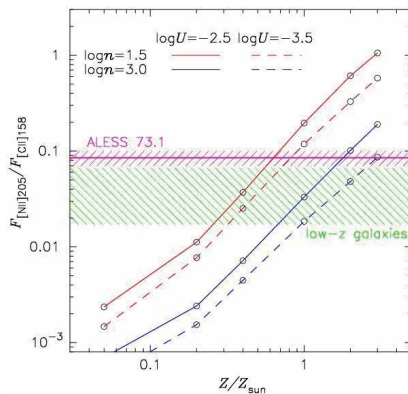


図 3.25：遠赤外線の輝線 [CII] 158 μm と [NII] 205 μm の強度比を用いた金属量診断図 (Nagao et al. 2012)。赤線と青線がモデルで予想された輝線強度比と金属量の関係。ガスの密度や電離度の違いにより赤線と青線の違いや実線と破線の違いが生じる。緑斜線の範囲が近傍宇宙の銀河で観測されている輝線強度比であり、近傍銀河が太陽金属量と同程度の金属量を持つことを示している。マゼンタの斜線の範囲が ALESS 73.1 についての観測結果を示し、ALESS 73.1 も近傍銀河と同程度かそれよりもやや高い金属量を持つことが示唆されている。

歴史の中でどのように変遷してきたかを観測的に調査することが必須である。その中でも、銀河の構成物質の化学組成がどのように変遷してきたか、すなわち銀河化学進化を明らかにすることは非常に興味深い。ビッグバン直後には水素とヘリウムしかほぼなかった宇宙が、いつどのようにして多様な元素に富む世界に進化してきたかを理解することは、銀河の中で惑星系や生命が発生する境界条件をも規定する可能性があるからである。そこで、炭素とそれよりも原子量の大きな元素を全て含めた質量の水素質量に対する比を金属量と定義し、銀河の金属量が宇宙の年齢（赤方偏移）の関数としてどのように変化するかがこれまで調べられてきている。しかし以下の2つの理由により、アルマ望遠鏡が登場するまでの銀河化学進化の調査は限定的な範囲に留まっていた。ひとつは、波長 25 μm よりも長波長では地球大気が不透明であることにより、従来の地上望遠鏡による可視光・近赤外線による分光観測では金属量診断に必要な輝線が赤方偏移 4 程度までしか捉えられず、ビッグバン後 15 億年間における銀河金属量が測定不可能だったためである。もうひとつは、可視光や近赤外線が塵による吸収を受けやすいことにより、激しく星を形成しつつある進化初期の銀河について金属量診断を行うことができなかったためである。

アルマ望遠鏡は、塵による吸収の影響を受けないミリ波・サブミリ波帯で、遠方銀河の微弱な輝線を検出することを可能とした初めての電波干渉計である。このアルマ望遠鏡を使えば上記の2つの問題点は同時に解決できるため、共同利用開始直後のサイクル 0 から遠方銀河の金属量計測が試みられた。Nagao et al. (2011) は、星形成銀河における電離領域と光解離領域を同時に取り扱えるモデルに基づく金属量の輝線診断方法を開発し、これを踏まえてアルマ望遠鏡のサイクル 0 共同利用観測で赤方偏移 4.76 (宇宙年齢 13 億年) にある銀河 ALESS 73.1 の遠赤外線の輝線 [CII] 158 μm と [NII] 205 μm の強度比を測定した (Nagao et al. 2012)。この ALESS 73.1 はサブミリ波銀河と呼ばれる爆発的に星形成を行っているような若い銀河であるが、アルマ望遠鏡による観測は塵による吸収の影響を受けないため、遠方のサブミリ波銀河の金属

量診断が初めて可能になったのである。観測で得られた輝線強度比をモデル計算と比較した結果、ALESS 73.1 の金属量が近傍宇宙の銀河とさほど変わらない程度、すなわち太陽金属量と同程度であることが分かった (図 3.25)。宇宙年齢が現在の 1 割だった頃の宇宙において、金属量が太陽と同程度の値に達していた銀河が存在するという結果は衝撃的である。

こうしてアルマ望遠鏡により可能になった遠方銀河の金属量診断は、引き続きアルマ望遠鏡の観測で他の様々な遠方天体にも応用され始めている。例えば、重力レンズ効果により増光された星形成銀河である SPT 2132-58 (赤方偏移 4.8) についても [CII] 158 μm と [NII] 205 μm の輝線強度比が測定され、この天体においても金属量が太陽と同程度であることが報告されている (Bethermin et al. 2016)。また、赤方偏移 4.7 にあるライマンアルファ輝線銀河と呼ばれる若くて小質量な銀河についてもアルマ望遠鏡で 2 天体を観測したところ、いずれのライマンアルファ輝線銀河についても [NII] 205 μm 輝線が検出されず、ライマンアルファ輝線銀河が低金属量銀河であるというアイデアと合致する結果が得られている (Lu et al. 2017)。

3.1.3 膨張宇宙における物質進化

3.1.3.1 アストロバイオロジーとは

私達を含む生命は、どこでどのようにして誕生し (生命の起源)、その後どのように進化し、どのような未来に向かっているのか? 地球以外の天体にも私達と同様な生命体は存在するのだろうか? アストロバイオロジーは、これらの根源的な疑問に答えようとする、天文学、物理学、化学、生物学、地球科学、惑星科学、地質学などが連携して進める学際研究分野である。

生命の起源研究において、かつては、地球表面で生成された有機物を元にして生命が生まれたと考えられていた。しかし、近年の研究により、宇宙空間で生成された有機物が彗星や隕石などによって地球に多量に降り注ぎ、それが生命の発生に繋がったとする考え方が主流になりつつある (図 3.26: 地球外運搬説)。実際、生命体を構成す

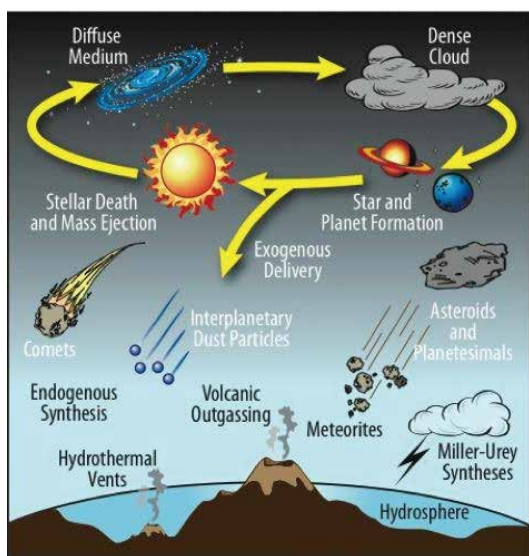


図 3.26：星間有機物質の惑星への運搬と惑星表面における有機物合成の概念図 (Deamer et al. 2002)

る有機物は、水素・炭素・酸素・窒素という宇宙存在量トップ5元素のうち4つから成る(第2位のヘリウムは化学反応を起こさない)こと、炭素・酸素・窒素は恒星内部における核融合反応によって合成されたものであること、から全ての生命体の素材が何らかの形で宇宙からやってきたことは明らかである。

星間空間では、主として電波望遠鏡を用いた研究により、約200種の分子が発見されており、そのうち約半数が有機分子である。星間空間の有機分子は1970年代から続々と見つかり、実はその頃から天文学者は星間有機分子が生命の種になったのではないかと考えを持っていた。最も簡単なアミノ酸であるグリシンを星間空間に見出そうとする最初の研究は1979年に実施されたが、それ以来、星間グリシンはまだ発見されていない。

一方、炭素質コンドライト隕石からはアミノ酸や核酸塩基を含む有機分子が多数見出されているし、2016年には欧州宇宙機関のロゼッタ計画によりチュリュモフ・ゲラシメンコ彗星表面にグリシンやその前駆体が存在することが明らかになった。

惑星・彗星・隕石は、星間分子雲が収縮した結果生み出されることが分かっている。このため、星間分子雲中や惑星形成円盤でどれだけ複雑な生命素材物質が生成されるのか、それらが保持されて彗星や隕石として惑星に到達するのか、惑星上の生命存在を示唆する物質は何なのか、などを明らかにすることが、アストロバイオロジー研究に天文学の立場から貢献する重要項目となっている。

生命関連分子の探査を通じた宇宙と生命との関連を解明することは、アルマ望遠鏡が掲げた重要な科学目標の一つである。世界の天文学者は、この科学目標を達成するために様々な観測を実施した。本項ではその中でも特筆すべき成果の一部を記述する。

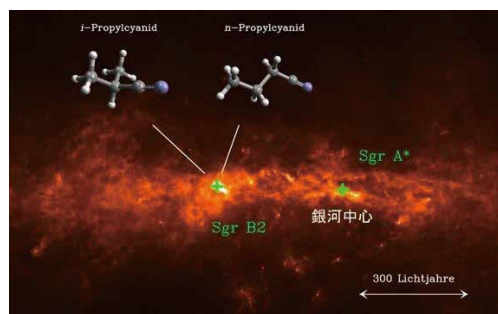


図 3.27：分岐型と直線型プロピルシアナイドが発見された SgrB2 と銀河中心 (Belloche et al. 2014)。

Credit: MPIfR/A. Weiß, University of Cologne/M. Koerber, MPIfR/A. Belloche.

3.1.3.2 星形成現場の分子化学組成

(1) 生体分子によく見られる分岐を持つ有機分子の発見

Belloche et al. (2014) は、アルマ望遠鏡を用いて天の川銀河の中心部にある巨大分子雲 SgrB2 を観測し、分岐型プロピルシアナイド ($i\text{-C}_3\text{H}_7\text{CN}$) を発見した(図 3.27)。彼らが2009年に発見済みの直線型プロピルシアナイド ($n\text{-C}_3\text{H}_7\text{CN}$) も同時にアルマ望遠鏡で観測し、両者の存在量を比較した。その結果、分岐型プロピルシアナイドの存在量は直線型プロピルシアナイドの約40%にも達し、想定されていたよりも遙かに分岐型が多量に存在することが明らかになった。

アルマ望遠鏡が宇宙での存在を解明しようとしているアミノ酸などの生命関連物質の多くは分岐型の分子である。このため、分岐型プロピルシアナイドの発見から得られた知見は、宇宙にもアミノ酸などの生命関連物質が存在することの期待度を高めることとなった。

(2) 星生成銀河における物質の多様性

Ando et al. (2017) は、爆発的な星生成活動を示す銀河 NGC253 の中心部に対して、15~25 光年の大きさを分解する高感度なサブミリ波 (350GHz 帯) の分光撮像観測を行った。その結果、物理的な性質(大きさや質量、大質量星の数など)はよく似ている小さなガス塊が8個検出された。銀河の星形成領域において、これほど小さいガス塊を解像したのはこれが初めてである。さらに、これらのガス塊のサブミリ波スペクトルは、物理的な性質が似ているにもかかわらず、分子化学組成としては顕著な差異を示すことがわかった。そのうちの1つは、少なくとも19種類の星間分子から、36本のスペクトル線を示しており、観測周波数範囲で輝線のないところが見つからないという分子スペクトル線の「密林」とでも呼ぶべき状況にあることがわかった(図 3.28)。こうしたスペクトル線の「密林」状態にあるガス雲が銀河で発見されたのも初めてである。この多様性の起源を明らかにすることは、今後の重要な課題の一つであるが、たとえばメタノール分子 (CH_3OH) の有無において顕著な差が見られることから、化学進化の早期段階(比較的温度の低い塵の表面上での CO への

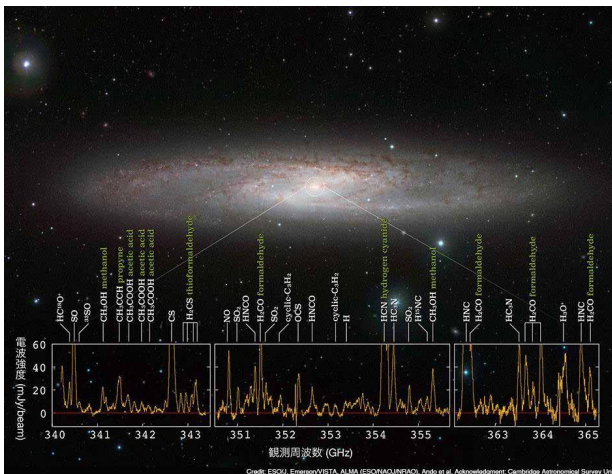


図 3.28 : 爆発的星生成銀河 NGC 253 の中心部に存在する 5-10 パーセントの高密度分子ガス塊におけるサブミリ波 (350GHz 帯) スペクトル。輝線がない場所を探すことが難しいほど、びっしりと輝線が検出された。検出された輝線の中には、複雑な有機分子も含まれている。

水素付加反応の促進によるメタノール分子形成→ショック等による気相への放出から後期段階(生成された大質量星による塵の温度の上昇、およびそれに伴う塵の表面上でのメタノール分子生成の効率の顕著な低下)へと、 10^{5-6} 年の期間での進化が、分子組成に着目することで、コマ送りのように捉えられているのかもしれない。

(3) 大マゼラン星雲におけるホットコア天体の初検出

有機分子は、恒星が誕生しつつある高温高密度の星間分子雲コア内に観測されることが多い。このような領域をホットコアと呼ぶ。ホットコアは空間的に小さく、その大きさは 0.3 光年程度である。このため、これまでに知られているホットコア天体は、天の川銀河内に限られていた。

Shimonishi et al. (2016) は、アルマ望遠鏡を用いて大マゼラン星雲を観測した(図 3.29)。大マゼラン星雲は天の川銀河の伴銀河で、生命体を構成する炭素・窒素・酸素などの重元素が天の川銀河のおよそ 1/3 ほどしかないことが知られている。観測の結果、天の川銀河のホットコア天体で普遍的にみられるメタノール(CH_3OH)やホルムアルデヒド(H_2CO)による輝線が存在し、大マゼラン星雲にもホットコア天体が存在することが明らかになった。しかし、これらの有機分子の存在量は天の川銀河に

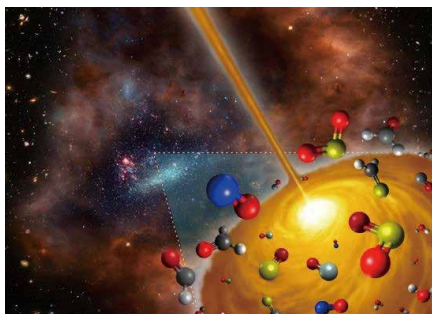


図 3.29 : 大マゼラン星雲で見出された有機分子群のイメージ図 (Shimonishi et al. 2016) Credit: FRIS/ 東北大学、ESO/M. Kormmeyer, NASA, ESA, and S. Beckwith (STScI) and the HUDF Team; NASA/ESA and the Hubble Heritage Team (AURA/STScI) /HEI)

比べて大幅に少ないことも分かった。この事実と宇宙が誕生して間もない頃は重元素が少なかったことから類推すると、宇宙誕生からしばらく時間が経ち、恒星内部での核融合によって合成される重元素が十分に溜まってから生命が誕生したのではないかとの考えに至ることが分かった。

(4) 太陽系に類似した惑星系形成領域における「糖類」の発見

ホットコア天体の内部で生まれつつある恒星は、太陽と較べるとかなり重いものであり、時には太陽の数十倍もの質量を持つ。このような恒星からは極めて強い紫外線が放射されることにより、その周囲の塵の表面で生成された有機分子がガス中に蒸発し、観測されることが知られている。

一方、太陽や類似した恒星は、ホットコア天体よりも軽い分子雲コアから誕生する。ガスの総量が少ないため、太陽類似天体にどのような有機分子がどの程度存在するかはよく分かっていなかった。この課題を解明することは、地球を生み出した惑星系形成円盤にどのような有機分子が存在するか、即ち、地球の生命誕生の初期条件を間接的に知ることに繋がる。

このような観点を持って Jørgensen et al. (2012) らは、へびつかい座の著名な太陽系類似天体である原始星 IRAS16293-2422 をアルマ望遠鏡を用いて観測した。その結果、この天体に糖の仲間である有機分子グリコールアルデヒド(CH_2OHCHO)からの明瞭な信号が存在することを見出した(図 3.30)。糖は、生命体の活動エネルギー源の一つであるだけでなく、遺伝機能を持つ DNA の基盤を構成する物質である。グリコールアルデヒドには炭素原子は 2 個しか含まれないので厳密な意味では糖ではないものの(糖は炭素が 3 個以上)、糖と同じ構造を持っている。グリコールアルデヒドの存在は、宇宙環境においても糖が生成される可能性を示している。Jørgensen et al. (2016) はアルマ望遠鏡による一連の観測を通じ、グリコールアルデヒドのみならずエチルアルコール、アセトンなど多様な有機分子が太陽系類似天体にも存在することを明確に示した。

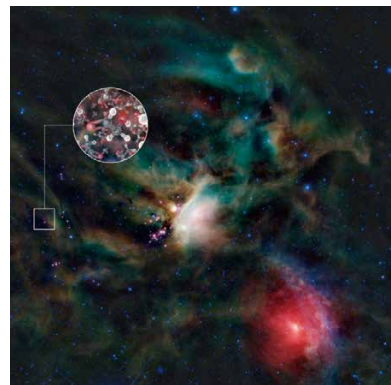


図 3.30 : 太陽系類似天体 IRAS16293-2422 で検出されたグリコールアルデヒド分子のイメージイラスト Credit: ESO/L. Calçada & NASA/JPL-Caltech/WISE Team (Jørgensen et al. 2012)

3.1.3.3 原始惑星系円盤の有機分子・同位体

星の誕生の現場となる分子雲や原始星の周囲においては、200種以上の分子種が検出されている。しかし原始惑星系円盤から検出された分子の数は限られており、せいぜい25種程度である。これは、原始惑星系円盤は他の天体に比べて比較的サイズが小さく、光度が低いため、円盤からの輝線強度が従来の望遠鏡の検出限界に達しなかったためである。しかしアルマ望遠鏡による高感度観測と観測データの新しい解析手法の開発により、円盤から新たな分子種が次々と検出されている。本節では特に、円盤内の有機分子と同位体分子に着目し、アルマ望遠鏡のこれまでの成果についてまとめる。

(1) 原始惑星系円盤内の複雑な有機分子の初検出

惑星形成の母胎である原始惑星系円盤内の有機分子を探ることは、太陽系内天体の有機分子の起源を理解する上で、重要な役割を果たすと考えられる。アルマ望遠鏡以前には、原始惑星系円盤から検出された有機分子は小さな分子ばかりで、 HC_3N (原子の数が5個)が最大であった。分子は一般的に大きくなるほど複雑な分子内部の回転・振動運動が可能になり、多数の輝線を発する。このため、輝線一本当たりの強度が弱くなって検出が困難になる。しかしアルマ望遠鏡を用いた高感度観測により、 CH_3CN (アセトニトリル) や CH_3OH (メタノール) といった6個の原子からなる有機分子が原始惑星系円盤から初めて検出された (Öberg et al. 2015a; Walsh et al. 2016)。 CH_3CN はその後複数の円盤で検出され、さらに最近では、 HCOOH (蟻酸) が円盤から初検出された (e.g., Bergner et al. 2018) (図 3.31)。メタノールは、様々な大型有機分子の種となることから、生命誕生に必要な物質を作りだすための化学反応を理解する上で大変重要な分子である。アセトニトリルは、シアン化水素 (HCN)、シアノアセチレン (HC_3N) とともに検出された (図 3.32)。アセトニトリルは、シアン化水素の水素を有機分子によく見られるメチル基 ($-\text{CH}_3$) に置き換えることで生成されることが知られている。さらに、アセトニトリルのメチル基に含まれる水素をアミノ基 ($-\text{NH}_2$) に置き換えることにより、最も単純なアミノ酸であるグリシン ($\text{NH}_2\text{CH}_2\text{COOH}$) の一手前の段階に相当するアミノアセトニトリル ($\text{NH}_2\text{CH}_2\text{CN}$) に変化することが知られている。

星間空間において、複雑な有機分子は星間塵表面での

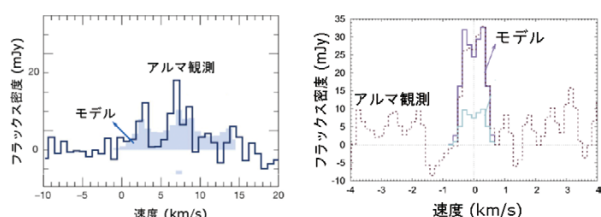


図 3.31: 原始惑星系円盤から検出された CH_3CN 輝線 (左) と CH_3OH 輝線 (右) (Öberg et al. 2015a, Walsh et al. 2016)。

化学反応により生成されると考えられている。低温な星間空間では、地球上のような温かい環境では進む気相化学反応においても活性化エネルギーの壁を超えることができず、反応が進まないことがある。しかし塵表面を触媒とすることにより、気相では効率的に生成されない分子でも、塵表面では効率的に生成される。 CH_3OH やそれより大きく複雑な有機分子は、塵表面でのみ効率よく生成される分子の代表例と考えられている。塵表面で生成された分子はそのままでは観測は難しいが、塵が加熱されたり、塵表面の分子が宇宙線や紫外線などからエネルギーを得たりすると、分子が塵表面を離れてガス中に移動し、輝線を発するようになる。このような分子の観測を通じて、円盤内の塵の構成要素を明らかにすることができる。理論的には、アルマ望遠鏡以前から原始惑星系円盤の物理・化学構造モデルの構築が盛んに行われており、円盤内の有機分子生成に関する研究もされていた (e.g., Walsh et al. 2014; Furuya & Aikawa 2014)。それら円盤内における塵表面反応も含めた化学反応ネットワーク計算や輻射輸送計算を用いたモデルは、アルマ望遠鏡による円盤からの有機分子輝線の検出を予想していたが、実際の観測はまさにそれを実現したものである。アルマ望遠鏡の観測予測や観測結果の解釈のモデル計算では、日本のグループも大きく寄与した。

太陽系内の彗星や隕石、惑星などの固体物質の起源を理解するためには、これらを作り出した原始惑星系円盤内の塵を構成する物質の理解が重要となる。アルマ望遠鏡による円盤からの CH_3OH や CH_3CN の検出は、円盤内の塵に含まれる有機分子に関する情報を我々にもたらし、円盤から彗星や隕石へと至る物質進化に関する研究の第一歩を実現した。実際、アルマ望遠鏡観測にもとづき、円盤内の $\text{CH}_3\text{CN}/\text{HCN}$ や $\text{CH}_3\text{OH}/\text{H}_2\text{O}$ の存在量比が彗星と類似していることが示されている。現時点ではまだ考慮すべき不定性が多々あるが、今後、様々な円盤やより複雑な分子種の観測はもちろん、塵表面分子に関する化学反応素過程の実験も並行して行うことで、太陽系内物質の起源に関する

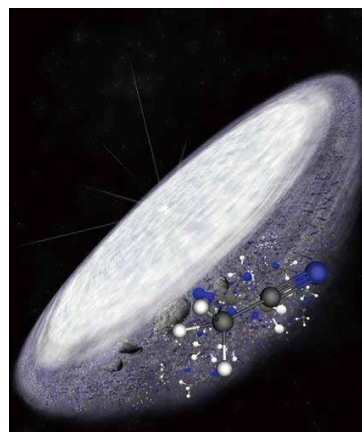


図 3.32: MWC480 を取り巻く原始惑星系円盤の想像図とアセトニトリル
Credit: B. Saxton (NRAO/AUI/NSF)

研究が進展すると期待される。

(2) 原始惑星系円盤からの新たな同位体分子の検出

太陽系内の彗星や隕石、惑星中の様々な物質中での同位体比は、その形成時の情報を保持していると考えられており、その起源を探るための指標の1つになっている。例えば、地球の海水の重水素比は $D/H = 1.5 \times 10^4$ であり、宇宙空間における平均的な重水素比 $D/H \sim 10^5$ に比べて一桁大きい。形成間もない地球に多数衝突した彗星や隕石は、地球の海の起源の候補の1つに挙げられている。しかしその重水素比は $D/H = 5 \times 10^5 \sim 10^3$ 程度のばらつきがあり、地球の海の起源を議論する上での論点の1つになっている。

アルマ望遠鏡以前の空間解像度が比較的低い観測は、原始惑星系円盤外縁の低温領域を見ているものばかりだった。これに対しアルマ望遠鏡を用いた高空間解像度・高感度観測は、より円盤内縁の彗星形成領域付近の重水素を含む分子の分布を明らかにした (e.g., Öberg et al. 2015b, 図 3.33)。また、アルマ望遠鏡によって、より暖かな領域にも重水素を含む分子が豊富に存在することが明らかになった。アルマ望遠鏡以前には、低温領域において効率よく進む H_2D^+ を介した反応が分子の重水素化過程として主に考えられてきたが、この結果は、円盤内縁では C_2HD^+ など別の分子を介した反応がより重要となることを示唆する。原始惑星系円盤内の重水素分子生成過程に関する理論的研究は日本でも行われており、アルマ望遠鏡の観測結果の解釈に大きく貢献している (e.g., Aikawa et al. 2018)。今後より多くの円盤で、重水を含めた様々な重水素化分子の観測を進めることにより、彗星や隕石、ひいては地球の水の起源に関する研究が進展すると考えられる。

アルマ望遠鏡を用いた高感度観測ではさらに、 N_2D^+ 、 $HC^{15}N$ 、 $^{13}C^{18}O$ の3種の同位体分子の原始惑星系円盤における新検出が報告されている (e.g., Huang & Öberg 2015; Zhang et al. 2017)。特に $HC^{15}N$ の検出は、太陽系内天体中の有機分子の起源を探る研究と密接に関連する。太陽系内の隕石や惑星間塵中の有機分子では、重水素、 ^{13}C 、 ^{15}N

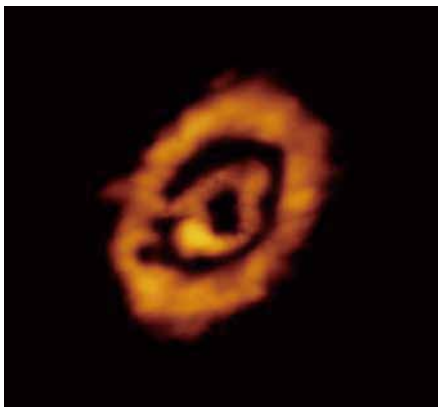


図 3.33: 原始惑星系円盤からの DCO+ 輝線の撮像観測 (Öberg et al. 2015b) Credit: K. Öberg, CfA; ALMA (NRAO/ESO/NAOJ); B. Saxton (NRAO/AUI/NSF)

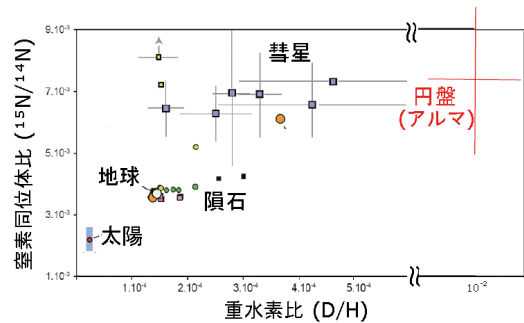


図 3.34: 太陽系内天体と原始惑星系円盤の窒素同位体比 ($^{15}N/^{14}N$) と重水素比 (D/H) (Marty et al. 2012, Guzman et al. 2017)

の同位体比が非常に高い値を示すことが知られている。アルマ望遠鏡の高感度観測により、複数の原始惑星系円盤中の DCN/HCN と $HC^{15}N/HCN$ の同位体比の測定が可能になった。その結果、彗星や隕石全体の成分と比べると、円盤内の HCN の重水素比は高く ^{15}N の同位体比は同程度であることがわかった (図 3.34)。一方、重水素比や ^{15}N の同位体比を惑星間塵や隕石中の有機分子と比べると、円盤内の値はどちらもより小さいことが明らかになった。今後、様々な円盤、様々な分子に対して ^{13}C も含めた同位体比を測定することで、円盤内のどのような分子がどのような過程を経て太陽系内天体中の有機分子の起源となったのかを探る研究が進展すると期待される。

3.1.3.4 惑星大気における有機分子

土星の衛星タイタンにはメタンをはじめとする炭化水素を少量含んだ窒素を主成分とする大気が存在し、原始地球大気との類似性が指摘されてきた。そして、近年のカッシーニ探査機や地上望遠鏡からの観測によってタイタン大気中に様々な有機分子が発見され、炭素、水素、窒素、酸素といった生命の主要元素を含む分子の複雑な大気化学の存在が明らかになりつつある。タイタン大気中の有機分子反応系 (有機エアロゾルの生成も含む) を理解することは、原始地球大気における生命の起源を実証的に考えることにも繋がり、アストロバイオロジーの観点からも重要な研究対象として注視されている。

これまでのアルマ望遠鏡による観測で、タイタン大気中のシアン化水素 HCN の異性体 HNC や HC_3N の同位体、 C_2H_5CN 、 CH_3C_2H や C_2H_3CN などの有機分子の観測が新たに報告されている (e.g., Cordiner et al. 2014)。なかでも、 C_2H_3CN (アクリロニトリル) は、タイタンにあるような炭化水素の海に溶解込むとアゾトソームと呼ばれる膜構造を作る。これは水の中で脂質が膜を構成して細胞状になることと似ている。すなわちアクリロニトリルは細胞膜形成とも密接に関係する分子であり、その検出はタイタンにおける生命探査に新たな一石を投じるものである (Palmer et al. 2017)。また、これらの有機分子の中には

極域に局所的に偏在している分子も観測されており、大気循環による極域への輸送や光化学による反応過程の変化などが示唆されている。なお、これらアルマ望遠鏡によるタイタン観測の成果の一部は、他の天体観測時のフラックス較正用にタイタンが観測された際のデータを解析して得られたものである。2018年8月の時点で900件に迫る較正用としてのタイタンのデータ（周波数分解能が数MHzよりも高いもの）がアーカイブを通して一般公開されている。こうしたアーカイブデータを有効利用することで新たなサイエンスが拓かれるということも、アルマ望遠鏡のユニークな点である。

3.2

太陽から宇宙論まで、 アルマ望遠鏡による研究の拡がり

3.2.1 太陽と恒星

自ら輝く星「恒星」は、宇宙の基本的構成要素の一つである。星団、そして銀河や銀河団、果ては宇宙の大規模構造まで、恒星がこれらの構造形成と進化に決定的な役割を果たしている。また、地球上の生物を構成している様々な元素は恒星の終末期に恒星内部で合成されるものがほとんどであり、死にゆく恒星が合成した元素を宇宙に撒き散らした結果、我々地球上の生命が存在しているのである。一方、身近な恒星である「太陽」は、地球上の生物が生きる上で不可欠なエネルギー源であり、時折発生する爆発現象は、宇宙利用が身近になった我々の社会生活を脅かす可能性を秘めている。このように恒星とその進化の理解は、宇宙の構造を理解するためだけでなく、我々自身の存在を理解し、宇宙時代の社会生活を考える上でも必須である。

主系列星である太陽をミリ波・サブミリ波で観測すると、温度1万度程度の大気層である彩層の温度分布が仮定なしに導出できたり、太陽系最大の爆発現象である太陽フレアで加速された高エネルギー電子を見ることができると。一方、主系列から恒星の終末期へ進化途中の漸近巨星分岐(AGB)星を観測すると、恒星風により拡散するガスや塵を検出し、分子から放射される輝線やレーザーを用いて恒星風の運動を調べることができる。主系列星である太陽と、終末期のAGB星は進化段階が異なるが、双方とも太陽風・恒星風による星からの質量放出現象には、まだ多くの謎がある。どちらも星の対流や磁場が重要な役割を果たしていると考えられており、太陽・AGB星研究の相互比較により恒星の理解が深化することが期待され

ている。またアルマ望遠鏡による高感度観測では、太陽以外の主系列星での劇的に時間変動する電波放射が観測されている(MacGregor et al. 2017)。この放射は太陽フレア中で加速される高エネルギー電子による放射と非常に類似している。よって恒星大気における爆発現象の分野でも、アルマ望遠鏡による恒星・太陽観測成果の比較により現象の理解が進むだろう。

このように密接に関連する太陽・恒星の研究において、これまでもアルマ望遠鏡の観測により新たな知見が多く得られている。本節では、アルマ望遠鏡によって得られた太陽・恒星分野の研究成果の中でも代表的なものを紹介する。

3.2.1.1 太陽

(1) アルマ望遠鏡を用いた太陽研究の開始まで

太陽の大気は激しく時間変動する。秒の時間スケールで変動する構造を干渉計で捉えるには、多くのアンテナが必要である。そのためアルマ望遠鏡を使った太陽観測手法の開発は、他の天体用の観測手法の開発からは遅れて、アンテナの数が増えてきた2011年から開始された。アルマ望遠鏡のアンテナは太陽を観測するために特殊な鏡面加工がされていたが、受信機等のシステムは太陽観測に対応していなかった。太陽観測を行うためのあらゆる問題点を洗い出し、対処法を確立するため試験観測を行い、受信機の感度を下げる工夫やそれに伴う位相の変動などを対処する方法を2015年までに確立した。これらの成果を基に、2016年度に開始されたサイクル4にて太陽観測の共同利用が始まっている。アルマ望遠鏡を使った太陽観測手法の開発は、国立天文台と現地のスタッフによって始められ、太陽画像合成の目処がたった後に国際開発チームが形成された。このような経緯により、日本においてアルマ望遠鏡を使った太陽観測のノウハウが蓄積され、日本の太陽研究者による初期成果が他国に比多く創出されることとなった。

(2) アルマ望遠鏡を用いた太陽研究の現状

アルマ望遠鏡による太陽観測は、サイクル4から観測提案を受け付けるようになり本格的な観測データが取得され始めた。また、それに先駆けて行われた科学評価観測のデータも2017年1月に公開された。これらのデータを用いて、アルマ望遠鏡による太陽物理学の研究成果が徐々に出版されはじめている。とはいうものの、サイクル4データのPI送付が2017年7月であり、まだあまり日が経っていないことから、多くの研究がデータ解析や論文執筆・レビュー作業段階にあると推測され、実際に出版数が増えるのはこれからであると見込まれる。アルマ望遠鏡が観測したデータに基づいた論文は本稿執筆時点(2018年8月)で、装置パフォーマンス評価およびキャリブレーションに関する論文が

2件 (Shimojo et al. 2017a; White et al. 2017)、科学検討データを用いた論文が6件 (Iwai et al. 2017; Shimojo et al. 2017b; Bastian et al. 2017; Alissandrakis et al. 2017; Loukitcheva et al. 2017; Brajsa et al. 2018) のほかに、サイクル4観測による研究が1件 (Yokoyama et al. 2018) という状況である。この節では、アルマ望遠鏡観測の、太陽研究での科学的意義を示すとともに、日本発の研究である3件を主に説明する。

(3) アルマ望遠鏡を用いた太陽研究の意義

ミリ波サブミリ波帯での太陽放射は、その静穏時(非フレア時)には、彩層からの熱放射が主であり (Vernazza et al. 1981; Bastian 2002; 図 3.35 太陽大気の準経験 VAL-C モデル)、特に彩層では(不完全電離ガスの)局所熱力学的平衡放射で放射源関数がプランク関数で記述される。また、レイリー・ジーンズ近似が十分成り立つ波長域であるため、温度との比例関係が成り立つ。つまり、アルマ望遠鏡は太陽彩層の「温度計」として用いることができるのである。多くの場合、他の多波長と同時観測をすすめることで、より詳細な彩層構造やダイナミクスを知ることができる。現在、太陽彩層について注目されている重要な課題は、小フレアや波動によるエネルギー輸送、彩層に多くみられるプラズマジェット現象の定量化と物理過程の解明である。太陽コロナ加熱問題と直接かかわる知見で、太陽研究コミュニティからのアルマ望遠鏡への期待は国際的にも高い。

また、フレア時には、非熱電子からのシンクロトロン放射がミリ波・サブミリ波で発生する。先行研究では、加速粒子が彩層へと落下した後の放射が高い解像度で紫外線やH α 線で検出されているが、これは加速現場そのものではない。アルマ望遠鏡の高い時間・空間解像度で、粒子加速の発生のタイミングや位置を特定できる可能性が高い。また(バンド幅の範囲内ではあるが)スペクトルを

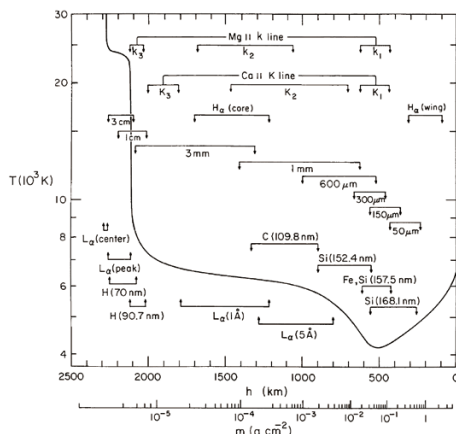


図 3.35 : 太陽静穏大気の準経験モデルによる温度分布。各種輝線吸収線と電波・赤外連続光の近似的な放射源を示す。高さゼロ (h=0) は、光球面 ($\tau = 500=1$ の高さ) を示す。左ほど太陽上空。3mm (100GHz) が彩層上部、1mm (300GHz) が彩層中底部から来ることがわかる。(Vernazza et al. 1981)

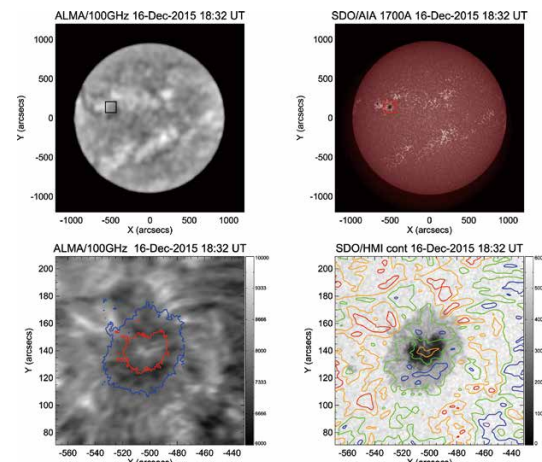


図 3.36 : (左上) アルマ望遠鏡による 3 ミリメートル波の放射と (右上) SDO 衛星 AIA による 1700A バンドの太陽全面像 (2015 年 12 月 16 日)。(左下) アルマ望遠鏡による 3 ミリメートル波の放射と (右下) SDO 衛星 HMI による可視光連続光の詳細部分画像。視野は上段パネルに枠で示したもの。(左下)の赤線は暗部と半暗部の境界、青線は半暗部と黒点外部の境界を示す。(右下)の等高線は 3 ミリメートル波の輝度温度を示す。(Iwai et al. 2017)

得ることもでき、粒子分布関数の情報も得られる。通常の規模のフレアは、太陽面上のいつどこで発生するかを予想することが難しく、アルマ望遠鏡の限られた視野で捉えるのは困難であるが、小規模なフレア(マイクロフレア)は発生頻度が高く、アルマ望遠鏡での観測が期待されている。

(4) アルマ望遠鏡を用いた太陽研究の具体例紹介

Iwai et al. (2017) は、科学評価観測データに含まれる 100GHz のモザイク画像を用いて、太陽黒点の輝度温度の分布を解析した(図 3.36)。ミリ波では過去最高の解像度による観測である。黒点は非常に強い磁場を持つため、光球面(可視連続波)においてその中心部(暗部)は周囲より暗く見える。これは光球直下の熱対流が磁場の効果で抑制され、熱供給が周囲より少なくなるためだと考えられている。一方、上層の彩層における、黒点の大気構造はこれまで実はほとんど理解されていなかった。アルマ望遠鏡の輝度温度の分布から黒点上空彩層の大気状態を直接診断したことがこの研究の特徴である。用いたデータは活動領域 NOAA12470 を含む 300 秒角四方の領域で、2.2 秒角の解像度を用いてモザイク観測したものである。暗部増光領域は 10 秒角未満の大きさで、これを分解できる観測は今回が初めてであった。解析の結果、3 ミリメートルの連続波の輝度温度は半暗部の外側が高く、半暗部の内側から暗部の外側にかけて低くなった。そして暗部の中心部が周辺に比べて最大で 800 ケルビン(約 10%) も高い輝度温度であること(「黒点暗部増光」)を発見した。さまざまな解釈の余地が残るが、本現象が黒点に普遍的に存在する場合、彩層における黒点の暗部または半暗部の先行研究の大気モデルを見直す必要がある。

Shimojo et al. (2017b : 図 3.37) は、科学評価観測デー

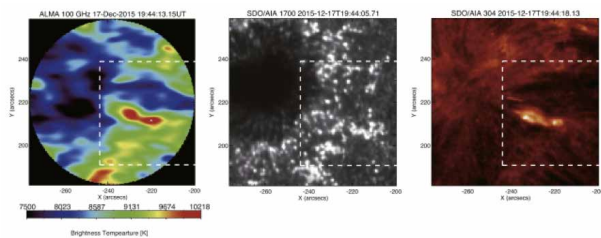


図 3.37: 太陽活動領域 NOAA 12470 の(左)アルマ望遠鏡による 3 ミリメートル波の輝度温度、(中)SDO 衛星 AIA による 1700Å バンド輝度、(右)SDO 衛星 AIA による 304Å バンド輝度。(左)の破線枠内の強輝度部分が着目している現象で、ここからのプラズモイド放出が発見された。(Shimojo et al. 2017b)

タの画像から、プラズマ塊(プラズモイド)が放出される現象を発見した。このプラズモイドは、ひので衛星 XRT で同定された X 線輝点(磁束が集中して X 線で明るい比較的小さめの領域)から放出された。ミリ波(アルマ望遠鏡)・極端紫外(SDO 衛星 AIA)・軟 X 線(ひので衛星 XRT)全ての観測結果を説明できるプラズモイドの温度構造を検討したところ、1)100GHz にて光学的に薄い、温度 10 万ケルビン程度・密度 $4 \times 10^9 \text{cm}^{-3}$ の単温度プラズマか、2)100GHz の放射を担う 1 万ケルビン程度のものと、極端紫外放射を担う 50 万~100 万ケルビン程度のものを含む多温度プラズマ、の二通りで説明できることがわかった。

(Yokoyama et al. 2018, : 図 3.38)には、サイクル 4 において実施された太陽南極リムの観測についての報告である。アルマ望遠鏡により、100GHz 周波数帯において、これまでにない高い解像度(約 1.5 秒角)のデータを、高頻度(2 秒間隔)で撮像することが可能になった。今回の観測は、おもに彩層ジェット現象スピキュールについて、その物理発生機構にせまることを大きな目的とする。観測結果から以下のことがわかった。(1)ミリ波での太陽リムが明瞭にみえ、光球リムに対して約 5 秒角(約 3500km)上空に位置していることがわかった。(2)このミリ波リムは、時間変化するノコギリ状の構造をもっており、SDO 衛星 AIA による極端紫外線 171Å バンド画像でのリム構造とほぼ一致していた。低温度・高密度ガスの分布、お

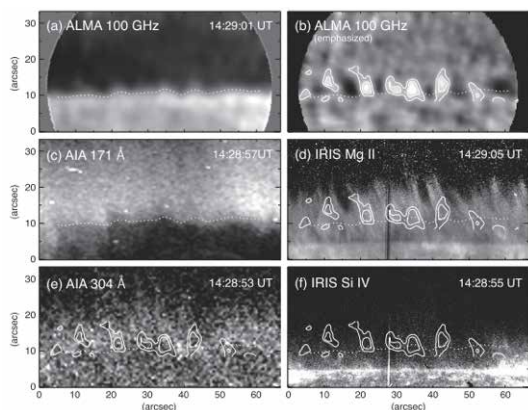


図 3.38: 太陽南極リムの、アルマ望遠鏡(パネル a, b)バンド 3 および、IRIS 衛星・SDO 衛星 AIA 装置による極端紫外線の同時観測画像。(Yokoyama et al. 2018)

そらくはスピキュールの根元であると解釈できる。(3)観測された中で比較的背の高いスピキュールの上昇運動にともない、ミリ波で塊状の放出イベントが観測された。速度は約 40km/s で、放出軌跡はスピキュールのジェット本体(おそらく磁力線)沿い方向であった。

3.2.1.2 恒星

(1) アルマ望遠鏡を用いた恒星研究の背景

恒星は一生を通して多かれ少なかれ常に物質を放出している。主系列星段階を終えて進化末期に差し掛かり、年間太陽質量の 10^{-7} 倍から 10^{-4} 倍の速さで急速かつ大量に放出される物質からなる星周縁をまとった AGB 星、さらにそこから物質放出を終えて惑星状星雲へと進化する段階にある天体(後 AGB 星)である。その頃、太陽程度の恒星は赤色巨星へ進化した後、上記のような質量放出期間を経て白色矮星として生涯を閉じる。一方大質量星はさらに巨大な赤色超巨星の段階を経た後超新星爆発を起こして、質量に応じて中性子星、ブラックホールになる。

これら一連の恒星末期進化は、4 つの要因によって複雑になっていると言える。1 つ目は、AGB 星の表面は熱力学的に不安定な為に、変光を伴う長周期(100 日以上)の脈動が発達することである。特にミラ型変光星では、高層大気が低温になった結果、日焼け止めでも使われている TiO など金属酸化物の分子が形成されるため、可視光ではほぼ完全に吸収を受け、ほとんど全ての放射は赤外線帯域に移行する現象が起こる(Reid & Goldston 2002)。このため、恒星大気球層が振幅の大きい脈動変光の形成に一役買っている。こうして、星表面から星周縁までにかけて加熱や加速の程度が周期的に変化する。場合によっては、星の重力によって星に向かって落ちてくるガスと外側へと加速されたガスとがぶつかって衝撃波を形成し、星周縁内をこの衝撃波が伝播してさらに外側へ向かう加速が促進される(Hofner et al. 1995)。2 つ目は、1 つ目で挙げた動径方向における不安定性とは異なる、非動径方向における不安定性である。その根源には AGB 星表面近くに発達する恒星内部の対流が考えられる。しかし、それがそのまま星表面にまで浮上して観測される様な著しく歪な形状を持つ光球面を作っている訳ではなさそうである(Ohnaka et al. 2018)。3 つ目は、星の質量や種族によって、星から放出される物質の元素組成が異なることである。これにより、凝固して形成される塵の種類、星からの放射から受ける主要な効果(吸収・散乱等)、それらによる放射圧の大きさ、そして質量放出率において、これらの違いを生み出すことになる。4 つ目は、AGB 星が単独では存在せず連星系を成す場合があることである。質量放出する AGB 星本体の進化には影響はないだろうが、AGB 星のすぐ隣を周回する伴星によって星周縁の形状が大きく影響を受け

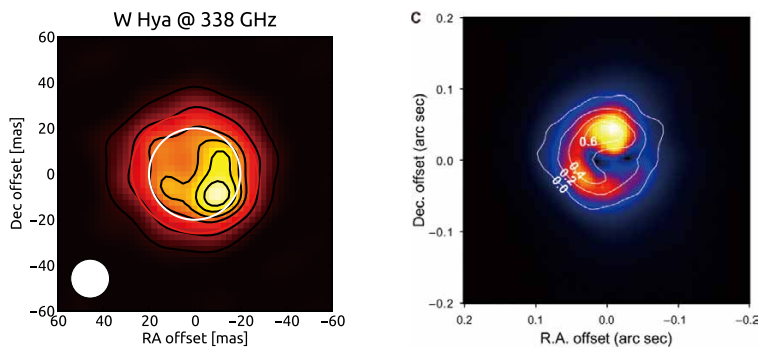


図 3.39: うみへび座 W 星からの 1 ミリメートル連続波電波放射 (左図, Vlemmings private communication) 及び酸化アルミニウム輝線放射 (右図, Takigawa et al. 2017) の輝度分布。これらの図は共に 2015 年 11 月 30 日から 12 月 5 日にかけて撮影されたものである。左図において、赤楕円は 1 ミリメートル帯放射を出す星周ダストのひろがり、白楕円は近赤外線放射から推定した恒星の光球サイズを表す。右図では、星から放出された直後で塵を形成する前の分子輝線の分布を表す。球形の星の表面で非球対称な大規模な物質放出が起こり、ショックにより加熱され、後、急速に温度が下がって塵が形成されている様子を、直接撮影していることになる。

る。また、AGB 星から伴星へ降り注ぐ物質が細く絞られた高速流(ジェット)として再放出されたり、質量を受け取る伴星が独自の進化を遂げることもある。上記のジェットが(単独星系の場合も含めて) AGB 星から放出されるという説もあり(例えば Nordhaus et al. 2007)、進化末期星からのジェットについては、その出現時期や仕組みが未解明である。いずれにしても、これらジェットは AGB 星内部あるいは降着円盤内の磁場によって駆動されている可能性が示唆されている(Blackman et al. 2001)。

アルマ望遠鏡の観測では、恒星からの紫外線にさらされて、光電離・光解離を受けたガス、恒星から放出された直後でのみ存在し得る金属元素を含んだ分子、冷却と解離を通して形成される様々な分子、凝固して形成される塵等、これらからのミリ波・サブミリ波放射を捉える。遠方にあつて微弱なこれら多彩な電波放射の多くに対して、アルマ望遠鏡によって初めて検出されたり空間分解された電波像が得られてきた。この様な観測成果を通して、恒星末期の進化過程を詳細に追跡できる様になりつつある。

(2) アルマ望遠鏡を用いた恒星観測の初期成果

恒星進化末期を複雑にする上記 4 つの要因それぞれに対し、アルマ望遠鏡の初期運用段階において顕著な研究の進展が見られる。

AGB 星から放出された物質が冷却されていく過程で、分子や塵が形成されるが、元の物質の組成と分子や塵を形成する過程を把握する上で、星表面付近にあつて塵に取り込まれる前の分子からの輝線観測が重要となる。うみへび座 W 星(太陽系からの距離 260 光年)では、脈動によって作り出されたショックによって加熱された分子ガスが星を取り巻いている様子が撮像された(Vlemmings et al. 2017,

図 3.39)。星本体の温度が約 2500 ケルビンであるのに対し、一酸化炭素分子輝線で見えるガスには 900 ケルビンと 2900 ケルビンの温度成分が存在する。前者は星から放出された直後あるいは、一度放出されたものが星に向かって落ちてくるガス、後者はショックによって加熱されたガスに対応する。この様なガスの運動は著しく偏っており、その為に星の形が球形から大きく崩れて見えるのである。

また同じくうみへび座 W 星において、分子輝線の撮像にも成功した(Takigawa et al. 2017, 図 3.39 右図)。これら 2 枚の図の間には電波放射の濃淡の顕著な差が見られ、それぞれ加熱中、冷却中 + 塵形成中の領域に対応するものと考えられる。この様に、アルマ望遠鏡を使って AGB 星の分子大気層の直接撮像が可能となり、今後、塵の主成分の形成に関わる分子に対する合成過程の解明が飛躍的に進むことを期待したい。

AGB 星が連星系を成す場合、伴星の動きによって星周縁内に物質分布の非対称性が観測される。AGB 星段階では、脈動に伴う周期的な質量放出の変化とは別に、数万年から数十万年に一度、恒星内部での核融合反応の急上昇(熱パルス)が起こり、これと同時期に、数百年から数千年の期間に質量放出率が一気に急上昇すると考えられている。この現象から、星から大量に物質が放出され、球殻状分布を持つ星周縁構ができる。連星系では、この期間に伴星の周回運動によって渦状の様子が作られるが、アルマ望遠鏡を使った分子ガス、塵からの放射の撮像により、その模様濃淡によって熱パルス中の物質放出率の変化履歴をたどることが可能となった(図 3.40)。

これらに加えて、AGB 段階の末期から後 AGB 段階で、若い星からのジェットと酷似したジェット現象が観測され

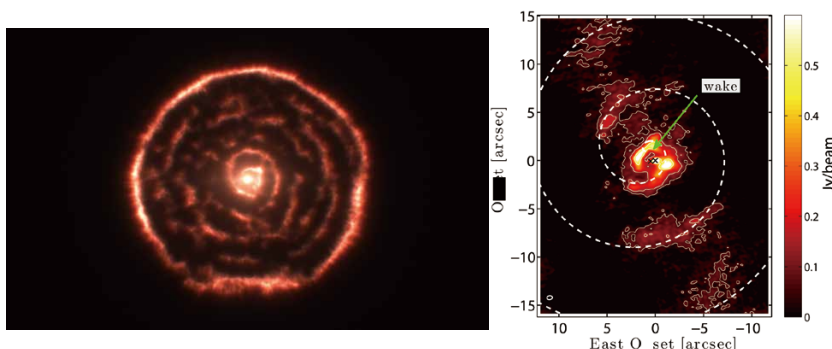


図 3.40: 左図: ちょうこくしつ座 R 星を取り巻く螺旋形状を持つガス分布。一酸化炭素分子輝線により撮像(Maercker et al. 2012)。2 つの星から成る連星系が中央に存在し、片方の星で約 1200 年前から急に生じた大量のガス放出によって作られた星周ガス縁の中をもう片方の星が公転することにより、このような非球対称分布が形成されたと考えられている。右図: くじら座オミクロン星(通称ミラ A 及び B 星)を取り巻く螺旋形状を持った一酸化炭素分子ガスの分布(Ramstedt et al. 2014)。ミラからは北北東方向に広くたなびいた尾が存在しており、伴星がその尾の流れに螺旋形状を刻印していったと解釈される。

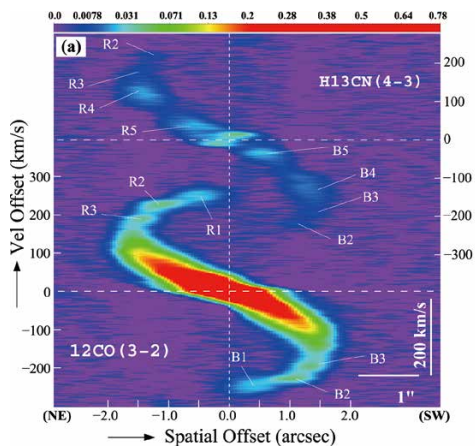


図 3.41 「噴水型惑星状星雲」 IRAS 16342-3814 で観測された高速双極流と、そのノズルに付随するガス運動をとらえた位置速度図 (Sahai et al. 2017)。AGB 星に典型的に見られる恒星風の速度が 20-30 km/s 程度に対して、このジェットは 300km/s にも達する。天体中央 (後 AGB 星) にあって双極流の方向と垂直な赤道面には、星からゆっくり吹き出された高密度ガスが存在する (上側の H¹³CN 輝線)。一方、高速流は、噴出が始まってわずか 100 年程度しか経過していないと推定される。

ることがある。この種の天体は、発見当初、水蒸気レーザー放射を伴うガス塊の運動により認識されたことから、噴水天体と呼ばれている (Likkell & Morris 1988; Imai et al. 2002; Imai 2007 など)。アルマ望遠鏡は、この噴水天体のジェット現象の全容を克明にとらえた (図 3.41)。一酸化炭素輝線で観測されたジェットは、星について対称的な分布に加え、ジェット放射軸の歳差を伺わせるパターンを持っている。これらから、自転しながら歳差運動をするジェット駆動天体が、公転周期 15~40 年の連星系で、高齢星から間欠的にジェットを放出していると推察される。また、より高密度の H¹³CN 分子ガスの観測では、ゆっくり膨張するジェット根元のノズル状構造も同時に認識された。ジェットの年齢がたかだか 100 年程度であることから、将来、同じ天体を継続観測し、ガスの運動を追尾することにより、噴水天体が惑星状星雲へと進化していく過程を、アルマ望遠鏡を使ってリアルタイムで追跡できるだろう。

惑星状星雲が形成されると、様々な形状をもつ電離ガスの分布が可視光線で観測されるが、AGB 星から放出された物質は電離される前に分子の解離を経ることになる。近年、一酸化炭素分子が解離した後に形成される中性炭素

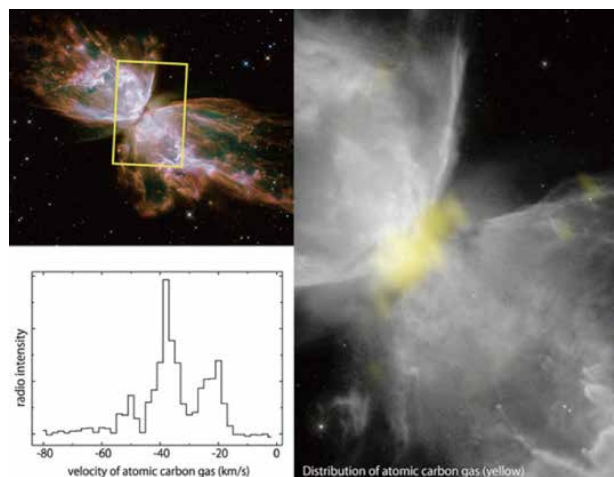


図 3.42: 惑星状星雲 NGC6302 の根元に分布する原子炭素 (C I) 放射 (492GHz) の分布 (右図の黄色部)。背景 (カラー及びグレー) はハッブル宇宙望遠鏡で撮像された惑星状星雲本体。左下図は、C I 輝線のスペクトル。(ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), NASA/ESA Hubble Space Telescope)

からの放射を、アルマ望遠鏡を使って撮像できることがわかった (図 3.42)。今後、このような解離されたガスが存在するタイミングと場所を正確に把握した上で、分子の解離後の星周化学反応を追跡し、研究できるようになるだろう。

また、超新星爆発現象では、実際、どの程度の量の物質が爆発によって星から放出されるのか、未解決になっている。秒速数万 km/s にも達する衝撃波が通過した領域 (超新星残骸) は、加熱されて様々な電磁波で輝くため、超新星から放出された物質との区別がつかなくなる。しかし、アルマ望遠鏡の高解像度を駆使してサブミリ波帯熱放射を空間分解し、衝撃波が通過した後に観測される、衝撃波による影響を受けていない、超新星から放出された物質からの放射をとらえることに成功した (Indebetouw et al. 2014; 図 3.43)。この観測から、超新星爆発によって星から大量の物質が星間空間へ撒き散らされている現場を克明に記録したことになる。このような観測を発展させ、放出された物質の元素組成の詳細分析も可能になると期待される。

大質量の高齢星に関する研究は、アルマ望遠鏡観測を通して、飛躍的に理解が進む一方、新たな謎も生まれている。その一例であるおおいぬ座 VY 星は、太陽の 25 倍の質量を持つ赤色超巨星である。その莫大な質量放出現

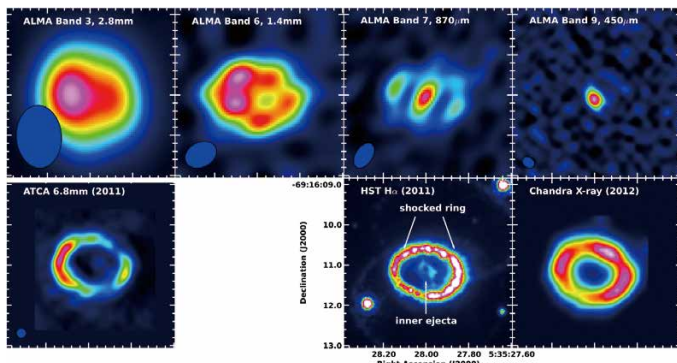


図 3.43: ミリ波・サブミリ波で観測された超新星残骸 SN 1987A の冷たい塵の分布と、可視光、X 線のイメージとの比較 (Indebetouw et al. 2014)。アルマ望遠鏡でも衝撃波によって掃き寄せられた物質からなる高温リングが見られる。ここで重要なのは、星がある中央部からの放射の方である。この放射は、星から放出された物質が急速に冷却されて形成された分子や塵からのものである。これら物質の質量は、塵だけでも太陽質量の 0.2 倍にも達する。

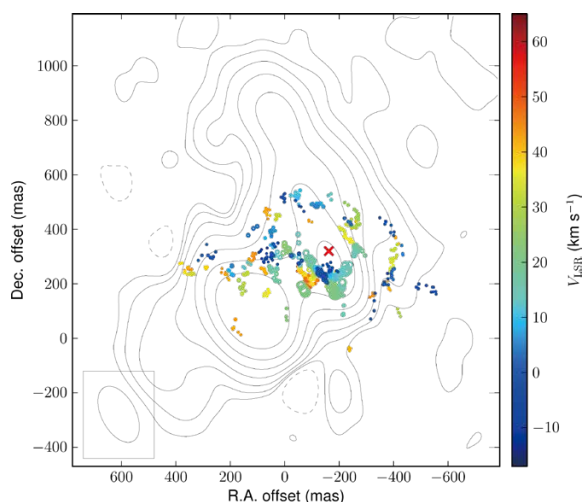


図 3.44 : 850 ミクロン帯で光る冷たい塵の分布(等高線)上にエネルギーの高い 321GHz の水蒸気メーザースポットの分布を重ねた図 (Richards et al. 2014)。冷たい塵は 2 つのピークを持ち、中心星の位置は中央の×印で示す。水蒸気メーザースポットの分布は中心星を取り囲むように分布はしているものの、星から球対称の位置にはなっていない。塵の分布も極めて非対称であり、特に星から南東方向に位置する大きな塊の成因は謎である。

象の様子から、いつ超新星爆発が起きてもおかしくない状況にある。この巨大老齢星の爆発直前の様子を、アルマ望遠鏡を使って、克明に記録することができる。アルマ望遠鏡が撮像した冷たい(100 ケルビン程度)塵の分布、ならびに高いエネルギー状態の水蒸気メーザースポットの分布を図 3.44 (Richards et al. 2014) に示す。この天体の一酸化ケイ素輝線(SiO)はメーザーになっている遷移が数多く観測されている(Cernicharo et al. 1993)。SiO 輝線の多くは強い偏波現象を示し、通常は熱的励起の振動励起状態(v)が 0 の輝線ですら、60% 以上の直線偏波率を示している(Shinnaga et al. 1999 など)。Very Large Array (VLA)、および Submillimeter Array (SMA) の観測から、星周領域では分子流に沿うような広範囲にわたってそろった磁場が存在する(Shinnaga et al. 1999, 2004) ことから、10 ガウス程度の強い磁場の存在が示唆されていたが、その強い磁場強度を、SiO 分子の $v=0$ 輝線の円偏波(Stokes V)スペクトルから測定し、最大で 150 ガウス以上の磁場強度を持つ塊、磁気雲が複数、発見された(Shinnaga et al. 2017)。アルマ望遠鏡では円偏波を含む本格的な偏波観測機能が公開されたばかりであるが、偏波観測を用いて、今後さらに詳細な同星の磁気活動が明らかになっていくだろう。

3.2.2 星の形成

星形成研究の最終的な目標は、大小様々な質量の星がどのようなプロセスを経て形成されるのか(星の誕生とその多様性の起源)を理解することである。星は水素分子を主成分とする星間ガスと微量の塵粒子(まとめて星間物質

と呼ぶ)が重力的に収縮することによって誕生すると考えられているが、その過程において自己重力や乱流、磁場が複雑に相互作用しながら密度/空間スケールが数桁に渡って変化し、それに従って星間物質の化学的進化も多様性に富むため、観測的な取り扱いが一般的に非常に難しい。アルマ望遠鏡は高い空間解像度/感度によりこれまで測定が困難であった領域にいくつもの新しい窓を提供しており、星形成の多様性の理解に向けて大きく貢献しつつある。

3.2.2.1 小質量星形成研究の概観

太陽と同程度の質量を持った恒星(小質量星)の形成メカニズムは、本節の末尾に述べる大質量星(太陽の 8 倍以上の質量の星)と比較すれば理解が進んでいる。密度が周囲の星間空間よりも非常に高い領域(分子雲コア)の中心部でガスや塵がさらに凝縮し、その中で原始星が形成されるというシナリオの大枠は確立されている。しかしながら、ガスがどのように原始星へ降着することによって星の質量が決まるのか、あるいは銀河系内の星の過半を占める連星系の形成においてどのようにガス塊が分裂し進化するのかなど、星形成の根源的な課題を未だ残したままである。まさに原始星が成長しつつある(誕生しようとしている)現場は、深く塵に埋れているため、可視光では見通すことができない。これまでも赤外線や電波(ミリ波・サブミリ波)の観測が威力を発揮してきたが、従来の単一鏡電波望遠鏡や干渉計では空間解像度や感度が足りず、分子雲コアから原始星に進化するプロセスを詳しく観測することは非常に難しかった。上記のような星形成の初期段階に残された課題を明らかにするためには、アルマ望遠鏡により分子雲コアスケール(10 万天文単位)から原始星スケール(1 天文単位)までの幅広いスケールにわたってガス/塵の分布を明らかにすることが必要であった。ここでは最近のアルマ望遠鏡によって得られた小質量星原始星の観測について概観する。

B335 という孤立した分子雲コアに埋もれた若い原始星に対する分子輝線のアルマ望遠鏡観測では、分子ガスが原始星に向かって収縮運動していることを示す結果が得られた(Evans et al. 2015)。これは Shu (1977) によって考案されていたインサイドアウト収縮モデルと呼ばれる球対称分子ガス雲収縮の理論と定量的に一致する結果であり、これまで空間的に分解できなかった原始星近傍のガスの運動を理論モデルと精密に直接比較が可能となったことを示す好例とも言える。一方でこのような球対称分子ガス雲収縮では説明できず、内部の乱流運動によって非常に複雑な形態を持つ分子雲コアの存在も明らかになりつつある。MC27/L1521F と呼ばれる分子雲コアの観測(Tokuda et al. 2014; 2016)では、原始星から数百天文単

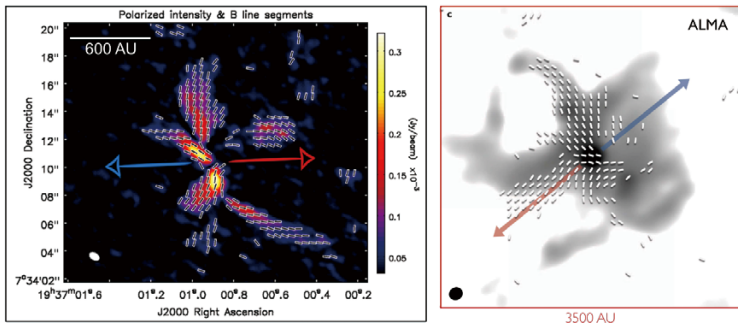


図 3.45：アルマ望遠鏡偏波観測により明らかになった若い原始星の星周構造とその磁場構造(左) B335 における 1.3mm 帯連続波偏光強度マップと磁場の向き (Maury et al. 2018) (右) Ser-emb 8 における 0.87mm 帯連続波強度マップと磁場の向き (Hull et al. 2017) 右, 左図とも赤と青の矢印は原始星からの双極分子流(アウトフロー)の向きを表している。

位離れた位置で高密度ガス塊の分裂(多重星形成の兆候)や、原始星や周囲のガスと相互作用することにより形成されると思われる 2000 天文単位程度の弓状の構造(理論シミュレーションとの比較は Matsumoto et al. 2015)などが明らかになった。このような原始星周囲のガスの多様性は偏波観測により明らかになった磁場構造にも見受けられる。B335 では収縮する星周物質に引きずられ、大局的に整列した磁場の向きが見られることから、磁場が力学的に重要であるという考察がなされたが (Maury et al. 2018)、Hull et al. (2017) によって行われたへび座領域の若い原始星 Ser-emb 8 の観測では、磁場は相対的に重要でなく、乱流運動により複雑な磁場構造が形成されていることを示唆する結果が得られた(図 3.45)。

特筆すべきことは、ここで紹介した天体(例えば B335 や MC27/L1521F)はこれまでの単一鏡電波望遠鏡等による観測では比較的似た性質を示していたにも関わらず、アルマ望遠鏡によって空間分解された構造や大幅に改善された偏波観測によってもたらされた結果では大きくその性質が異なることである。さらに、それらの多様性には乱流や磁場などの素過程が深く関わっていることが明らかになりつつあることから、星形成プロセスの解明においてアルマ望遠鏡の果たす役割が非常に大きいことが立証できたと言えよう。またこれらの多様性は、アルマ望遠鏡で明らかになってきた原始惑星系円盤の多様性(3.1.1 節)の起源となっている可能性が高く、分子雲コア→原始星→惑星系形成の包括的な理解が急速に進歩しつつある。

3.2.2.2 原始星の質量測定

3.1.1 節で述べた通り、原始星の周囲には将来惑星形成の現場となるガスと塵の円盤が形成される。円盤の性質を知ることは惑星形成の理解にとって本質的に重要であるが、円盤はエンベロープから原始星に物質が流入する際の通り道であることから、星形成の観点からも円盤の研究は重要な意味を持つ。また円盤がケプラー回転、つまり中心の星からの重力と遠心力が釣りあった回転運動をしている場合、その速度から中心の原始星の質量を直接求めることが可能になる。例えばおうし座に存在する原始星 L1527-IRS は、ケプラー回転する円盤の速度構造からその質量が 0.3 太陽質量と求められた (Ohashi et al. 2014; Aso et al. 2017)。また、より進化した原始星 TMC-1A の質量は 0.68 太陽質量であることが明らかになった (Aso et al. 2015, 図 3.46)。円盤の回転則を精密に測定することは若い原始星の質量を精密に測定するほぼ唯一の手段であり、原始星の成長過程を明らかにする上でもアルマ望遠鏡による運動の精密測定は決定的に重要である。

3.2.2.3 「連星」の形成過程

星形成における大きな謎のひとつは、ふたつ以上の星が互いの周りを回る「連星」の形成過程である。天の川銀河に存在する太陽質量程度の星の過半数は連星であることが、これまでの研究からわかっている。単独で輝いている太陽は、むしろ例外的な星なのである。天の川銀河における主要な星形成のモードである連星の形成過程を

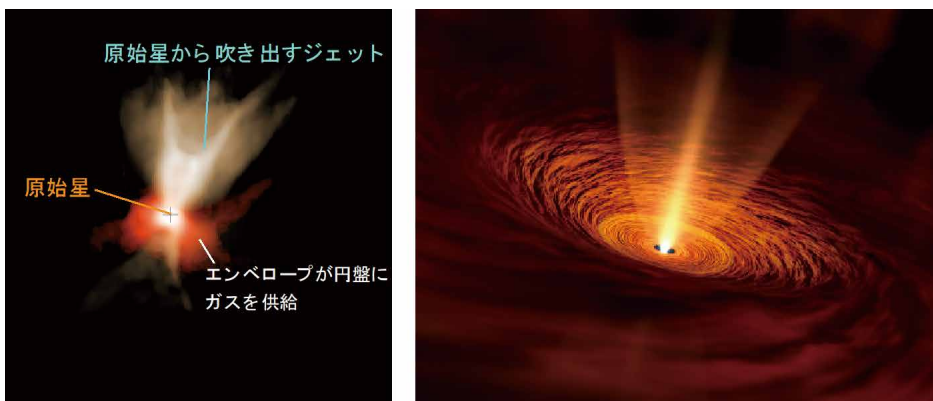


図 3.46：(左) 原始星 TMC-1A のアルマ観測の画像 (Aso et al. 2015)。中心の星周円盤に落ち込むエンベロープの分布を赤、原始星から吹き出すジェットを白で表示している。(右) 左のアルマ観測の結果の想像図。中心に原始星があり、それを回転するガス円盤とエンベロープが取り囲んでいる。

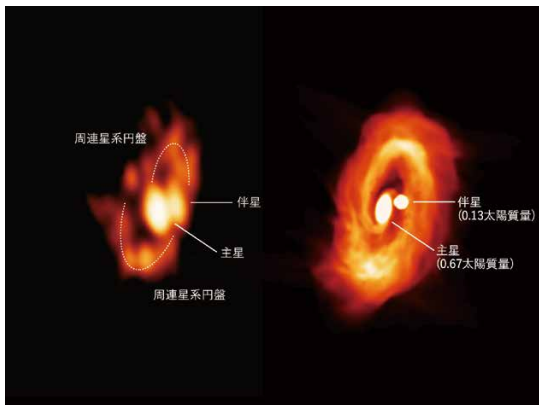


図 3.47: (左) 原始星連星 L1551 NE のアルマ観測の画像 (Takakuwa et al. 2014)。(右) 国立天文台のスーパーコンピュータ アテルイを用いた L1551 NE の数値シミュレーションの結果の図。

理解することは、星形成の統一的な理解のために必須である。

原始星連星の周囲には、分子ガスと塵からなる「周連星系円盤」が存在する。この周連星系円盤の物質が中心の連星に降り積もって、原始連星を成長させていると考えられている。しかしながら、周連星系円盤の物質はケプラー回転をしていて中心連星の重力と遠心力が釣り合っており、そのままでは連星に落ち込むことはできない。周連星系円盤の運動がどのようにケプラー回転からずれていき連星系に降り積もっていくのか、これまでの観測では観測の解像度や感度の不足のためよくわかっていなかった。

アルマ望遠鏡による原始連星の観測結果として、ここではおうし座の原始連星 L1551 NE を取り上げる (Takakuwa et al. 2014; 2017)。L1551 NE はこれまでも SMA による観測が行われてきたが、アルマ望遠鏡では SMA に比べて 1.6 倍高い解像度と 6 倍高い感度を実現し、原始星連星周囲の分子ガスや塵の分布や運動を詳しく調べることができた。

図 3.47 (左) にこのアルマ望遠鏡観測の結果を示す。中心の二つ目玉の構造は、連星系の主星、伴星それぞれに付随する星周円盤である。そしてその外側に、連星系全体を取り囲む周連星系円盤の構造が見られることがわかる。周連星系円盤の半径は 300 天文単位であり、これは太陽系のもっとも外側の惑星である海王星の軌道半径のおよそ 10 倍にあたる。周連星系円盤はふたつの腕状の渦巻構造を示しており (図中の破線)、周連星系円盤の渦巻きの間を通してガスが原始連星に落下していく様子がドップラー解析により初めて明らかになった。さらにこの天体の数値シミュレーションでは、L1551 NE を構成するふたつの原始星の各々から一本ずつの渦巻き腕が伸びており、それが周連星系円盤となっているようすが示された (図 3.47 右)。数値シミュレーションは実際のアルマ観測で得られた構造をよく再現している。

一方、連星の形成についての理論的研究はやや停滞しており、残念ながら連星の形成を説明する統一的な理論は

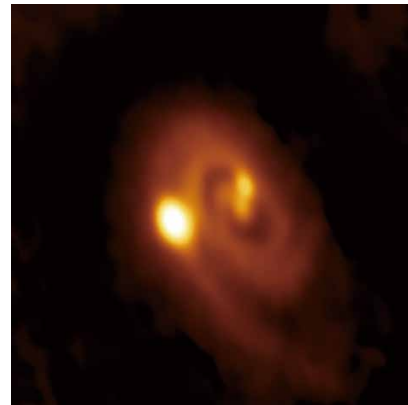


図 3.48: アルマ望遠鏡によって観測された円盤分裂による三連星形成の現場 L1448 IRS3B (Credit: Bill Saxton, ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), NRAO/AUI/NSF)

未だ確立されていない。理論的には連星の形成過程として重力不安定性による原始星周円盤の分裂と、分子雲内の乱流によるより大きなスケールでの分裂のふたつが主要な過程であると考えられている。単純には、前者が起きるスケールは (散乱などによる力学的な進化を考えなければ) 円盤サイズによって制限されるため、数百天文単位以下の間隔をもつ連星を作り出すのに対し、後者は多様な連星間距離や離心率の分布を作り出すと考えられる。このふたつの機構は排他的なものではなく、おそらくスケールや環境によってどちらも働いていると考えられる。円盤の重力不安定による分裂の例として、アルマ望遠鏡による L1448 IRS3B の観測 (図 3.48) は非常に大きなインパクトがあった (Tobin et al. 2016)。渦状腕を持つ星周円盤内に明るい 3 つの原始星が存在し、まさに重力不安定による連星系形成の現場をとらえたものと考えられる。一方 L1521-F (Tokuda et al. 2014) のように 1000 天文単位程度のスケールの中に非常に複雑でダイナミカルな構造を持つ天体も報告されており (3.2.2.1 節)、こちらはむしろ乱流によって駆動される連星形成の現場を見ている可能性がある。このような連星形成の現場の直接撮像はアルマ望遠鏡の解像度によってはじめて可能になったものであり、今後も大いに発展が期待される。

3.2.2.4 角運動量問題と原始星アウトフロー

星形成過程に残された謎のひとつとして、いわゆる「角運動量問題」がある。これは、星形成過程の初期条件である分子雲コアが、最終的に形成される星と比べて何桁も大きい角運動量を持っている、という問題である。星が形成されるためには、何らかの機構で角運動量を効率良く外部に輸送する必要がある。アルマ望遠鏡の大きな研究テーマのひとつである惑星形成の現場、すなわち原始惑星系円盤は角運動量を持つ分子雲コアが収縮する際の必然的な副産物であり、円盤形成を理解するには角運動量輸送機構の理解が不可欠である。そしてこれは、星形

成過程の文脈において整合的に理解する必要がある。

磁場が存在しない場合、収縮するガスは遠心力により円盤状になる。この円盤が降着によって質量が増加し重力不安定になると非軸対称な渦状腕が形成され (Toomre 1964)、これを介した自己重力トルクによって角運動量が円盤の内側から外側へ輸送される。一般的に磁場が存在する場合はさらに効率良く角運動量を輸送することが知られており (Mestel & Spitzer 1956)、近年の磁気流体シミュレーションの発展によって、磁場が実際に星形成過程において重要な役割を果たすことが明らかになった。円盤を貫く磁場はあたかもゴム紐のように働き、回転にブレーキをかける。また同時に、回転と磁場の相互作用によりガスの放出 (アウトフロー) が駆動され、このアウトフローも効率的に円盤から角運動量を持ち去ることが理論的に示唆されてきた。また、アウトフローは母体分子雲質量のおよそ3割から7割という大きな割合を放出することができるという理論的に予測されている (Machida & Hosokawa 2013)。これは分子雲コアの質量分布と星の初期質量関数の対応関係から見積もった星形成効率とも整合的であり、アウトフローが最終的な星の質量を決定する上でも重要な役割を果たしていることを意味する。

このアウトフローの観測にも、アルマ望遠鏡は大きな威力を発揮している。角運動量問題に密接に関係する成果として、アルマ望遠鏡によってアウトフローの回転が測定され、アウトフローが円盤半径で数十天文単位に対応する比較的大きな角運動量を持つことが明らかになった (Bjerkeli et al. 2016, Alves et al. 2017, Oya et al. 2018)。これはアウトフローの駆動機構を制限する上で決定的な観測である。駆動機構としてはこれまで、原始星近傍から駆動される X-wind モデル (Shu et al. 1994) や細く絞られた原始星ジェットによる周辺ガスの引きずり (Raga & Cabrit 1993) などが提唱されていたが、アルマ望遠鏡の観測結果は磁気遠心力によって駆動される円盤風のモデル (Blandford & Payne 1982) を支持する。これは星形成の磁気流体シミュレーションの結果とも整合的であり (Machida et al. 2008)、磁場によって駆動されるアウトフローが角運動量輸送に重要な役割を果たしていることの証拠と言える。ただしこれまでの観測結果はあくまで特定の天体の、低速で開口角の大きいアウトフロー成分についての議論であり、この加速機構が一般的であるかどうかはより系統的な観測が必要である。

3.2.2.5 大質量星形成

大質量星は恒星風や超新星爆発により周囲の星間空間に多大な影響を与え、銀河の進化にも深く関わっている宇宙物理学分野において最も重要な天体の1つであるが、その形成メカニズムの解明は小質量のそれと比べて遅れ

ていると言わざるを得ない。これは大質量星の進化のタイムスケールが極めて早く、かつ太陽系近傍 3000 光年以内に適切な観測対象がほとんどないことから、詳細な観測が困難であったことがひとつの原因である。このような状況は、高い解像度と感度を誇るアルマ望遠鏡の登場で大幅に改善されつつあり、天の川銀河の外に位置する大小マゼラン雲においてでさえも個々の星形成領域の詳細なガスの分布を描き出せるようになったほどである。ここでは、銀河系内および大小マゼラン雲の観測によって得られた大質量星形成に関する知見を概観する。

(1) 大質量星形成領域の分子雲コアと質量降着

大質量星を形成するシナリオとして、大きく分けて、乱流コア降着 (McKee & Tan 2002) と競合的降着 (Bonnell et al. 2002) の2つが提案されている。これらは、初期条件として必要とするガスの分布が定性的に大きく異なる。前者は、中心集中した数十〜百太陽質量程度の大質量分子雲コアが収縮し、大質量星を形成する。対して後者では、分子雲が数太陽質量程度のいくつもの分子雲コアに分裂して、その中の一部がより多くの質量を獲得し大きな星へと成長すると考えられている。したがって、大質量星形成の直前 / 直後の状態の高密度ガスを探し出し分子ガスの空間分布を詳細に描き出すことが、その形成理論に制限をつける上で重要となる。大質量星形成の現場として銀河系内の赤外線暗黒星雲などが有力視されており (Rathborne et al. 2006)、アルマ望遠鏡を用いて精力的に観測されつつある (e.g. Sakai et al. 2013; Liu et al. 2015; Ohashi et al. 2016)。例えば、Tan et al. (2013) は G028.37+00.07 と呼ばれる赤外線暗黒星雲を観測し、乱流コア降着モデルで予想されるような 60 太陽質量程度の大質量分子雲コアを見出した。このコアは高い重水素濃縮度 (分子雲コア進化の指標の1つ) を示しており、星形成直前のコアとして注目を集めた。その後の追観測によって、若い原始星でよく見られる質量の放出現象 (アウトフロー) が見つかり、すでに中心星が形成されていることが示された (Tan et al. 2016) が、同領域には他に原始星が生まれていない大質量分子雲コアも同居していることから、大質量星および星団形成のメカニズムを調べる上で重要な天体であると思われる (その他の例として、Kong et al. 2016; Feng et al. 2016)。このほか、G11.92-0.61 とよばれる領域に存在する大質量分子雲コアでは周辺に 1 太陽質量程度の分子雲コアや原始星がコアが混在している様子が捉えられ、競合的降着シナリオで予想されるような大質量星と小質量星がほぼ同時期に形成されている現場と考えられる (Cyganowski et al. 2017)。このように大質量コアが形成されている現場においても多様性が明らかになりつつあり、今後の統計的な研究により、大質量星形成において支配的に働いているメカニズムの理解が進むと思

われる。

大質量星領域の分子雲コアの偏波観測についても急速に進みつつある。Kock et al. (2018) は銀河系で最も活発な星団形成領域である W51 領域の分子雲コアに対して偏光観測を行った。その結果、先行研究により行われた SMA による観測では判別できなかった、磁場と重力の向きが局所的に揃っている兆候が見受けられたことから、重力収縮が極めて限定された領域で行われている可能性が提案された。

個々の大質量星原始星への質量降着についても、アルマ望遠鏡による観測と理論研究が相まって進展が見られる。従来、大質量星形成では強力な中心星輻射により降着が抑制される (Wolfire et al. 1987) ため、質量降着メカニズムが低質量星形成とは大きく異なると考えられてきた。一方近年のシミュレーション (Matsushita et al. 2018) や理論モデル (Tanaka et al. 2017) では、むしろ低質量星の場合と同様に磁場によって駆動されるアウトフローが質量決定に重要な役割を果たしており、大質量星形成も低質量星形成のスケールアップ版として理解できる可能性が指摘されている。アルマ望遠鏡の高い解像度と感度により、これまでは不可能だった大質量原始星周辺の詳細な観測が可能になり、これらの理論予測の検証につながるような成果が得られている。例えば、大質量原始星の周囲にも 1000 天文単位以下のスケールで回転する円盤状の構造が観測されており、円盤を通じた降着の様子が見え始めている (Johnston et al. 2015; Beuther et al. 2017)。また、距離約 1400 光年と比較的近傍に存在するオリオン KL 電波源 I では、放出されるアウトフローの回転が観測された (Hirota et al. 2017)。これは 3.2.2.4 節で述べた低質量星の場合と同様に、磁場によって加速されるアウトフローと整合的である。これらの結果は定性的には低質量星形成とよく似た形成過程を示唆するが、まだ大質量星形成領域の観測は天体数が少なく、原始星からの輻射がガス降着に及ぼす影響を含めてその全貌を明らかにするには、JVLA などアルマ望遠鏡以外の望遠鏡も活用した多波長観測など更なる観測が必要であろう。

(2) 分子雲フィラメント/ファイバー

前節で述べたような大質量分子雲コアは多くの場合、10 光年程度の長さを持つ紐状 (以下、フィラメント状) 分子雲に埋もれている場合が多い。1990 年代から行われている名古屋大学 4m 電波望遠鏡のサーベイや近年のハーシェル宇宙望遠鏡等の観測により、太陽系近傍の暗黒星雲や巨大分子雲は星形成の活発度に依存せず、例外なくフィラメント状分子雲で構成されていることが明らかになりつつある。その典型的なフィラメントの幅は約 0.3 光年であると言われており (e.g., Arzoumanian et al. 2011)、太陽系からおおむね 3000 光年より遠くに存在する大質量

星形成領域ではアルマ望遠鏡以前の装置ではその内部構造を調べることが困難であった。一方、アルマ望遠鏡サイクル 0 の観測で早くも、SDC335 と呼ばれる赤外線暗黒星雲が多数のフィラメント状構造で形成されていることが明らかになった (Peretto et al. 2013)。複数のフィラメント構造が集中している中心には 500 太陽質量を超える大質量分子雲コアが存在していることから、将来的に星団を形成することになる巨大ガス塊が、フィラメントを通じた大規模なガスの流入により形成される可能性が提案された。

アルマ望遠鏡による高感度 / 高解像度 / 高分散の分光観測により、フィラメント内部のさらなる空間構造 / 速度構造を見るのが可能になった。Hacar et al. (2018) により行われたオリオン座領域の観測では、約 0.1 光年の幅を持ち速度の異なるさらに細いフィラメント (ファイバーとも呼ばれる) がいくつも存在していることが明らかになった。同様なファイバーは小質量星形成領域でも見られており (e.g. Hacar et al. 2013)、その小質量星と大質量星の形成メカニズムを統一的に考える上で重要な構成要素になる可能性がある。

(3) 大小マゼラン雲における大質量星形成領域の観測

大小マゼラン雲は我々の天の川銀河から最も近い銀河の一つであり (距離は大マゼラン雲が 16 万光年、小マゼラン雲が 20 万光年)、同一銀河中の天体はすべて同一距離であると見なすことができること、さらに大マゼラン雲はほぼ真正面を向いていて視線方向の天体の重なりを排除できることから、統計的研究が容易であることなど天の川銀河内天体の観測では得られない利点が多い。また金属量 (ヘリウムよりも重い元素) が銀河系の 1/2 (大マゼラン雲) ~ 1/5 (小マゼラン雲) と少なく、遠方の銀河の環境と類似していることから、宇宙初期の星形成の様相を知る上でも非常に重要な天体である。これまでのアルマ望遠鏡を用いた大マゼラン雲における星形成領域の分子ガス観測により、天の川銀河の分子雲と同様、巨大分子雲が多数のフィラメント状 / シェル状構造によって構成されていることが明らかになった (e.g. Indebetouw et al. 2013; Fukui et al. 2015; Saigo et al. 2017; Nayak et al. 2018; Naslim et al. 2018)。また数光年以下の空間解像度での観測により、原始星からのアウトフロー (Fukui et al. 2015; Shimonishi et al. 2016) や、原始星周辺にコンパクトな水素電離領域が形成され周囲の母体分子雲が解離し始めている様子の検出 (Saigo et al. 2017) など、個々の大質量星原始星の進化段階を精密に明らかにすることが可能となった。これらの大質量星形成領域は、複数のフィラメント状分子雲が交差した場所に見出されることが多い (図 3.49)。数値シミュレーション (Inoue et al. 2013; Wu et al. 2017; Inoue et al. 2018) との比較から、このような構造は異なる相対速度を持った複数のガス雲同士の衝突により形成されたと考えら

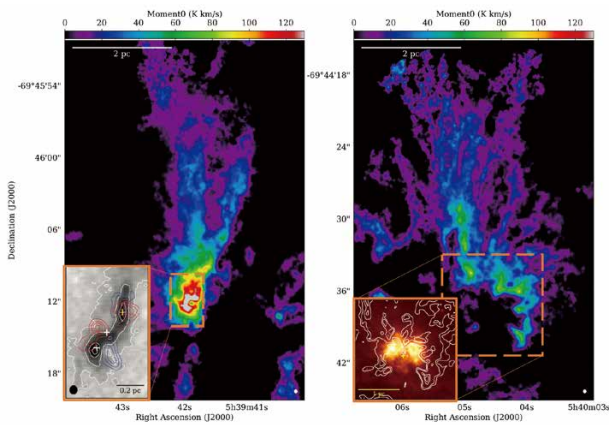


図 3.49 : 大マゼラン雲 N159 領域フィラメント状分子雲 (Tokuda et al. 2018b in prep, Fukui et al. 2018 in prep. より一部改変) (左) N159W-South 領域における ^{13}CO ($J = 2-1$) の分布 (カラー)。左下の拡大図には密度の高いフィラメント雲を反映する 1.3mm 帯連続波 (グレースケール)、大質量星原始星の位置 (十字印)、原始星からの双極分子流 (赤と青の等高線) が示されている。(右) N159E-Papillon 領域における ^{13}CO ($J = 2-1$) の分布 (カラー)。左下の拡大図にハッブル望遠鏡により取得された電離水素ガスの分布 (カラー)、大質量星原始星の位置 (十字印)、電離ガスと反相関を示す ^{12}CO ($J = 2-1$) の分布 (等高線) を示している。

れている。

大小マゼラン雲とアルマ望遠鏡の組み合わせは星間化学の観点においても重要な知見をもたらしつつある。マゼラン雲のように低金属量条件下では塵の温度が高くなりやすく、塵表面上での生成されるメタノール (CH_3OH) などの生成が抑制されると考えられている。アルマ望遠鏡を用いた大マゼラン雲のホットコア (大質量星原始星に暖められた高密度分子雲コア) である ST11 の観測においても、そのような予想と矛盾がない結果が得られていた (Shimonishi et al. 2016)。しかしながら、N113 領域のホットコアの観測ではメタノールだけでなく、ジメチルエーテル (CH_3OCH_3)、ギ酸メチル (CH_3OCHO) などのより複雑な有機分子が検出され (Sewilo et al. 2018)、宇宙初期の段階で複雑な有機分子がどのように形成されるかを知る重要な手がかりとして注目を集めている。さらに、より低金属量環境にある小マゼラン雲のホットコアにおいてもメタノールの初検出が報告された (Shimonishi et al. 2018)。これら化学的な多様性が天の川銀河以外の銀河において初めて明らかになったこと、これまで天の川銀河内でのみ行われてきた分子進化の研究が低金属量環境という新たな領域を開拓してきたことから、星形成の分野においてアルマ望遠鏡の果たす役割は非常に大きいと言える。

3.2.2.6 理論シミュレーションと観測結果の詳細比較

アルマ望遠鏡による観測の進展に伴って詳細な星形成過程の様子が明らかになるにつれ、従来の単純な理論モ

デルと観測との定性的な比較では不十分となり、詳細な理論シミュレーションと観測をより直接的に比較する必要が出てきた。この目的のために近年積極的に取り組まれているのが、理論シミュレーションに輻射輸送計算を組み込むことで輻射強度分布やスペクトルなどの観測量を導出し、更に実際の観測と同等の設定で観測シミュレーションを行う、いわゆる synthetic observation という手法である (Haworth et al. 2018)。理論モデルを疑似的に「観測」することで、観測との直接的比較が可能になる。これは限られたデータから天体の画像合成を行う電波干渉計での観測や、複雑な力学構造を持つ天体の分子線の観測、そして非自明な磁場構造を持つ天体の偏光観測との比較には特に重要となる。この対象は塵連続波 (Commerçon et al. 2012) や分子輝線 (Tomisaka & Tomida 2011)、偏光 (Lee et al. 2017) まで多岐に渡り、国内外で様々な取り組みがなされている。ここでは一例のみ挙げるが、Tomida et al. (2017) では星周円盤の長時間進化の磁気流体シミュレーションから塵連続波の synthetic observation を行い、渦状腕を持つ Elias 2-27 の星周円盤のアルマ望遠鏡による観測 (Pérez et al. 2016) と比較した (図 3.50)。その結果この天体の性質をほぼ再現することに成功し、渦状腕の起源が重力不安定性で説明できることを示した。

このような synthetic observation は観測結果の解釈だけでなく、観測時間の見積もりや観測する分子輝線の選定・強度の見積もりなど観測準備段階における研究にも有用であり、今後ますます発展すると期待される。

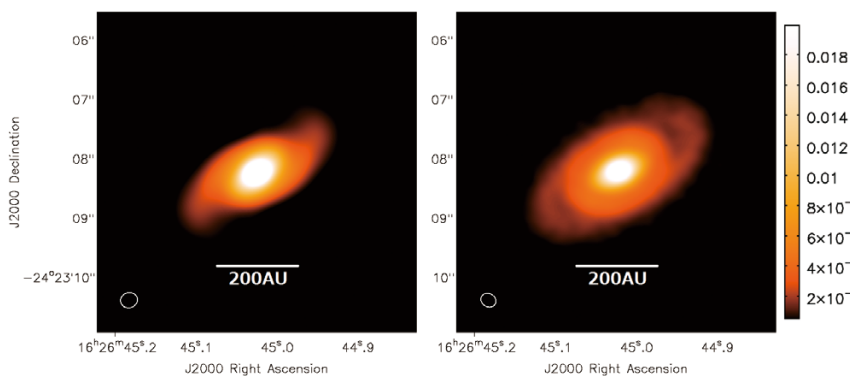


図 3.50 : 磁気流体シミュレーションの結果に基づく観測シミュレーション (左) とアルマ望遠鏡による Elias 2-27 (Pérez et al. 2016) の観測 (右) の直接比較 (Tomida et al. 2017)。2 本の渦状腕の様子や円盤のサイズ、明るさなどが良く再現されている。

3.2.3 惑星科学

惑星、衛星や小惑星、彗星など太陽系内天体を対象とする惑星科学にとってもアルマ望遠鏡は強力である。まず、ミリ波・サブミリ波帯には、太陽系天体の表層に存在する物質の分子吸収線が多数存在する。惑星を例に挙げれば、大気に含まれる微量成分であるCO、H₂O、SO、SO₂、HCN、CS、NH₃、H₂O₂、HCl、ClOなどの強い吸収線が観測できる。これらの微量成分は、大気中の物質循環や化学反応を可視化する良い標識であり、その存在量や空間分布と時間変動を高い空間・周波数(速度)分解能で観測的に把握することは、惑星大気形成・進化から惑星気象学的な知見まで、様々な研究トピックへと繋がっていく。光学的な厚みが適度に大きい分子(例えば金星や火星におけるCO)を用いれば、吸収線強度から大気温度の情報を求めることも可能である。また、惑星大気を観測する場合、吸収線スペクトルの形状をアルマ望遠鏡の高周波数分解能で正確に測定することで、異なる高度(気圧)における大気物理情報を推定することが可能となる。すなわち大気を三次元的に観測できるということであり、惑星大気の研究において非常に重要な観測的知見となる。さらに、大気中の分子が風によって流されることに伴う分子吸収線のドップラーシフト(大気の風速)を数十 m/s の精度で検出可能にしていることも特筆すべき特徴である。以下では、アルマ望遠鏡による惑星科学分野での主要な成果を述べる。

(1) 金星大気の観測：探査機「あかつき」との連携による

惑星気象学の推進

金星には地表面で90気圧にも達するCO₂大気が存在し、高度50km付近では硫酸エアロゾルの分厚い雲層(厚み20km程度)が惑星全体を覆っている。その雲層付近の大気は惑星の自転速度の60倍にも達する速度で全体的に西向きに循環していることが知られている(金星大気の「スーパーローテーション」)。金星と地球で何故ここまで異なる気象現象が生じているのかという問いが、惑星気象学という学問分野の発展の根幹を担っていると言っても過言では無い。また、自転が非常に遅い金星は、常に同

じ面を中心星に向けながら公転する太陽系外惑星とも類似性が見出せると考えられ、金星の気象・気候を理解する意義は単に太陽系内の大気科学に留まらない。そうした研究背景のもと、金星気象を観測的に解き明かそうとしているのが日本の金星探査機「あかつき」である。「あかつき」は紫外から赤外線にかけての撮像装置を搭載しており、雲の光学的な厚み、雲頂における紫外反射率や熱放射分布(雲頂温度)などを観測している。ただし撮像装置であるため、大気微量成分の定量等が難しく、また、雲層よりも上空の情報を得る手段が無い。そこで重要となるのが、アルマ望遠鏡による観測である。

アルマ望遠鏡ではこれまで複数の金星大気観測が行われており、高度70~105kmの上層大気における気温構造や雲層上空に存在するCO、SO₂、SO、HDOなどの微量成分分布が得られている(e.g., Piccialli et al. 2017)。その中でもアルマ望遠鏡のユニークな成果と言えるのは、CO吸収線のドップラーシフトを利用した高度100km付近での風速分布の観測である。金星大気ではスーパーローテーションが卓越していることが知られているが、観測で得られた結果はその風速分布では説明が出来ず、むしろ昼面から夜面半球に向かう大気の流れ(「昼夜間循環」と呼ばれる循環構造)を示していた(図3.51)。金星の上層大気にスーパーローテーションの循環がどの程度の大きさで存在するのかは、金星大気力学における主要課題の一つでもある。過去のミリ波干渉計の観測では、金星上層大気の夜面では高度100km付近の大気循環にスーパーローテーション成分の寄与が確認されていたが、その寄与が金星昼面にまで一様に及んでいるのかは不明なままであった。金星の昼面を観測するには、金星が外合付近に存在することが前提となるため、つまり、金星の視直径は10秒角程度に小さくなる。かつ、太陽との離角が非常に小さくなるため、そもそも多くの天文台では金星の「昼面」を観測すること自体が不可能となっている。今回、金星昼面での風速分布が初めて観測できたのは、アルマ望遠鏡の高い空間解像度および太陽離角に対する観測制限が無いことが功を奏したものに他ならない。

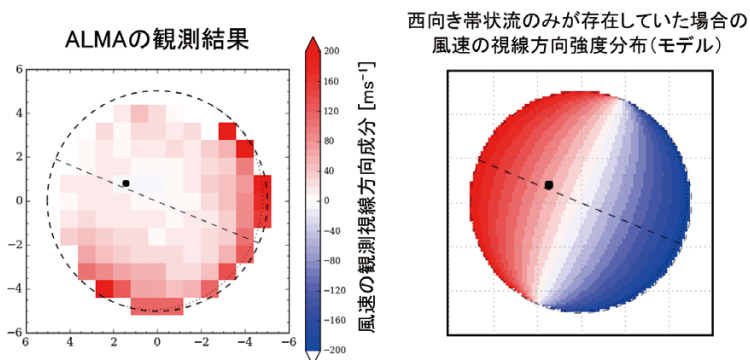


図 3.51：アルマ望遠鏡で得られた金星大気高度100km付近での風速分布(左図)。観測者から遠ざかる向きを正(赤色)としている。黒丸は太陽直下点を示し、金星の赤道を破線で示した。右側の図は、仮に西向き帯状流(「スーパーローテーション」)が吹いていた場合にどのようなドップラーシフト分布が得られるかを計算したものの。

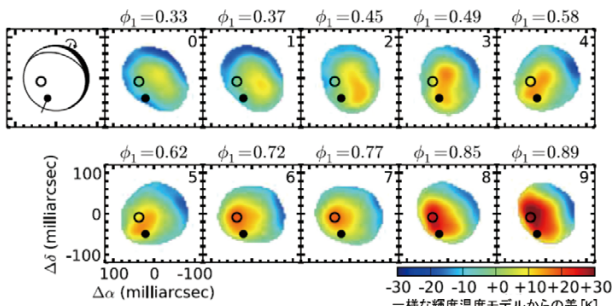


図 3.52: 小惑星ジュノーにおけるミリ波輝度温度の非一様性 (ALMA Partnership et al. 2015a の図の一部を日本語に改変して引用)。 ϕ_1 は自転の回転角度を示し (1.0=360 度)、図中の○と●はそれぞれ太陽直下点と南極点を示している。

(2) 小惑星や太陽系外縁天体の観測

アルマ望遠鏡の比類なき高空間解像度によって、従来になく新しい太陽系天体の観測も実施されつつある。その際たる例が、アルマ望遠鏡の長基線試験観測で取得された小惑星ジュノーの観測である (ALMA Partnership et al. 2015a)。火星と木星の間の小惑星帯に存在する直径 240km 程度のジュノーは、地上から観測した場合、視直径が 0.1 秒角前後にしかならない。しかし、アルマ望遠鏡の長基線配列によって 0.04 秒角の空間解像度が達成され、ジュノーの非一様な形状や自転の様子が明瞭に示された (図 3.52)。ジュノーの内部で輝度温度が非一様 (太陽直下点を含む昼面で高温となり、夕方から夜面の領域では低温) であることが観測され、太陽直下点の輝度温度も自転に伴って変化していることが発見された。これは、ジュノー表面の熱慣性が場所によって違うことを意味しており、クレーターなどにより物性が変性していることが推定される。

小惑星ジュノーの観測成功例は、これまで地上からの観測が不可能と思われていた太陽系内の小天体 (小惑星や衛星) や外縁天体の観測が新たに可能になったことを意味する。アルマ望遠鏡の高空間解像度が無ければ実現していない観測成果としては、他にも冥王星の希薄な大気 (地表面気圧が僅か 10 μ bar 程度) 中の CO および HCN の観測が挙げられる (Lellouch et al. 2017)。特に後者の HCN は上層大気中に多量に (飽和量より 7~8 桁多い量で) 存在していることが示された。惑星や衛星の表層で気体分子がこれほどの過飽和となっている状態は、今回が初めての発見である。また、木星の水衛星エウロパ (視直径 0.8 秒角) のミリ波輝度温度を 0.05 秒角の解像度で観測し、内部からプルームが噴出している領域が無いかを探る観測への挑戦も始まっている (Trumbo et al. 2017)。これまでは探査機でしか成し得なかった水衛星のプルーム観測が、間接的だとしても地上から実現可能となったというのは、アルマ望遠鏡がもたらした大きな飛躍と言える。

3.2.4 銀河、ブラックホール、銀河団、宇宙論

3.2.4.1 銀河と分子雲

(1) 背景

星形成の直接的母体である星間分子雲は、銀河の成長・進化過程を理解する上で不可欠な要素の一つであり、銀河中の物質循環における分子雲の性質や進化過程の解明は、銀河研究における最重要テーマの一つである。銀河中の分子雲は、3 光年程度以下の大きさのコア、10 光年スケールのクランプから数十光年以上の巨大分子雲 (Giant Molecular Cloud; GMC) のような様々なサイズの構造によって階層構造を成している。巨大分子雲は大質量星が形成される母体であるとされ、星形成メカニズムを理解する上で重要な天体であり、銀河の観測において主要な対象である。

銀河の観測のメリットは、一つの銀河の中では距離の不定性がないため天体の質量や大きさなどの比較が容易であることに加え、銀河全域など広い領域の観測が可能であり、爆発的星形成や活動銀河核周辺など天の川銀河では見られないような環境も含め、様々な異なる環境での分子雲を比較できることが挙げられる。銀河の分子雲は、強度が高く分子雲の量を反映するとされる一酸化炭素分子 CO とその同位体による観測が主に行われてきた。その結果、銀河の分子雲も、天の川銀河の分子雲で見出されたスケーリング則、例えば大きさと速度幅の関係 (Larson 則) や、分子雲面密度と星形成率の関係 (Schmidt-Kennicutt (SK) 則) などに従っており、普遍的であると考えられてきた。しかし、近年、ミリ波観測装置の性能向上に伴い、一つの銀河の一部ではなく、その全域を網羅的に、しかも個々の GMC の大きさまで分解した分子雲の観測が可能になり、その結果、GMC の大きさ以下での SK 則の破れや、分子雲の星形成進化段階や GMC 質量による変化、渦状腕と腕間など環境による質量関数の違いなど、分子雲の置かれた「環境」の違いにより、その物理的性質が異なる例が相次いで報告されるようになった (Kawamura et al. 2009; Onodera et al. 2010, 2012; Miura et al. 2012; Colombo et al. 2014)。これらの多様性について、進化段階の違いや乱流の度合い、輻射場強度の違いなど、様々なシナリオが提唱されているが、未だに統一的な理解は得られていない。さらに、アルマ望遠鏡の登場により、これら物理的多様性に加え、化学組成あるいは分子化学組成においても非常に豊かな多様性が見られることが急速に明らかになってきた。

(2) 銀河における分子雲の物理的性質

いくつかの銀河に対し、アルマ望遠鏡を用いた CO 輝線などのデータに基づいて、GMC の大きさ、あるいはそれ以下での分子雲の同定が行われ、スケーリング則や

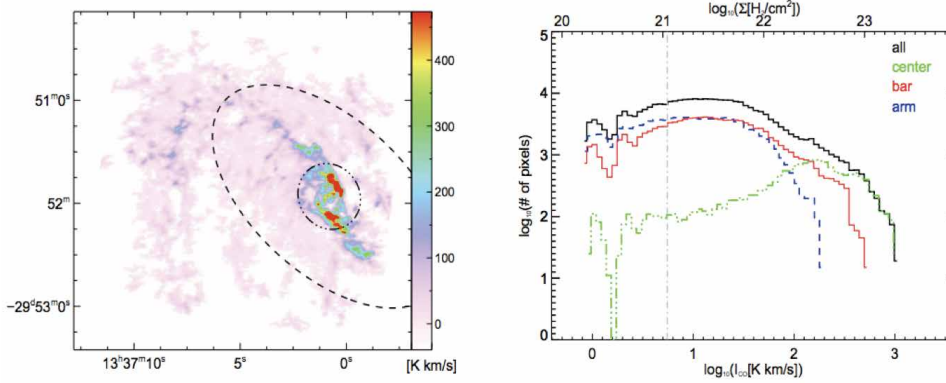


図 3.53: Egusa et al. (2018) による近傍銀河 M83 での ^{12}CO ($J=1-0$) 強度分布 (左) とその PDF (右)。観測領域を、渦状腕領域・棒状構造のある領域・中心領域などに分けて PDF を作成すると、各領域によって違いが見られた。特に棒状構造領域では渦状腕領域に比べ、明るい側が高い分布を示している。電波強度に差はみられないが、速度分散でも系統的に異なっている。これは、恒星風による影響では説明することができない特徴である。

質量関数などの性質が調べられている。例えば、非常に近い距離 (600 万光年) にある NGC300 の HII 領域 (大質量星形成領域) に付随した分子雲の ^{12}CO ($J=2-1$) 観測では、250 個の GMC が同定され、スケーリング則や質量関数は天の川銀河と変わらないことが示された (Faesi et al. 2018)。また、中心に活動銀河核を持つとともに渦状腕で爆発的な星形成を起こしている近傍銀河 NGC1068 では、 ^{13}CO ($J=1-0$) により 187 個の GMC が同定され、天の川銀河と同じスケーリング則に従っている一方で、質量関数は緩やかなべきと大質量側の急激な減少を示し、天の川銀河とは異なる様相を示した (Tosaki et al. 2017)。

アルマ望遠鏡を用いて ^{12}CO ($J=1-0$) で観測された銀河 M83 では、ガス特性を測定する方法の一つ確率分布関数 (PDF) が測定されている。PDF は、個々に同定された分子雲に含まれない成分も反映され、分子雲同定によるガスの性質研究と相補的な情報を得ることが期待される。M83 では、銀河中心領域・棒状構造領域・渦状腕領域でそれぞれ PDF の形状の違いが見られることが示されてお

り (図 3.53; Egusa et al. 2018)、分子雲の大きさでの物理的性質の大局的・系統的な変化を示す好例である。

(3) 銀河における分子化学組成

NGC1068 に対するアルマ望遠鏡の観測では、CO の同位体や複数遷移輝線に加え、CS、CN、 CH_3OH 、SiO、HCN、 HC_3N など多数の輝線による撮像観測が行われており (Takano et al. 2014; Garcia-Burillo et al. 2014; Nakajima et al. 2015)、銀河の大局的な大きさ (>300 光年) で分子輝線ごとに空間分布が異なっていることが示された。特に、 ^{13}CO 、 C^{18}O 、 CH_3OH 、CS の 4 輝線による GMC を分解した高感度かつ高品位な観測 (図 3.54) からは、巨大分子雲の C^{18}O と CS の対 ^{13}CO 比は、棒状構造や渦状腕、あるいは腕間という環境によらず、非常に様な比を示すことが明らかになった。その一方で、 $\text{CH}_3\text{OH}/^{13}\text{CO}$ 比は、分子雲ごとに 1 桁以上の大きな違いを示すこと、しかも、それが、銀河の大局的な構造に沿って系統的に変化している可能性が明らかとなった (図 3.55; Tosaki et al. 2017)。 $\text{CH}_3\text{OH}/^{13}\text{CO}$ 比は、衝撃波の有無やその規模の指標として利用することができ、 $^{13}\text{CO}/\text{C}^{18}\text{O}$ 比などの同位体比は、その領域での初期質量関数や星形成史を明らかにするツールとして今後重要な役割を果たすことが期待されている (e.g., Zhang, et al. 2018)。これら NGC1068 に対する一連の研究は、今後、アルマ望遠鏡を使った観測・解析をさらに多くの銀河で進めていく上での一つの方向性を示している。

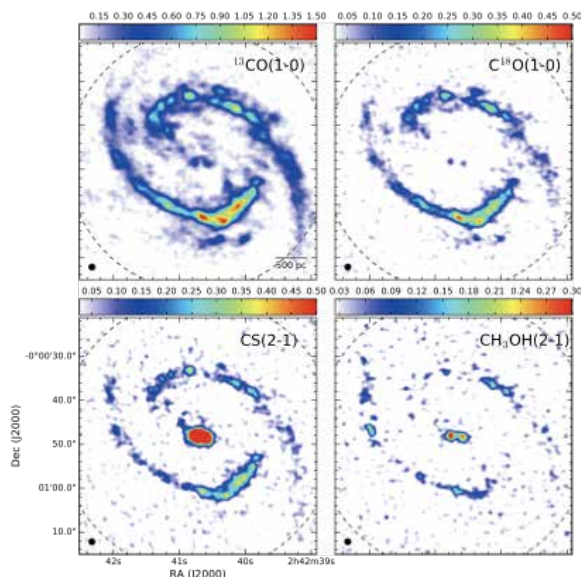


図 3.54: アルマ望遠鏡による NGC1068 の ^{13}CO (左上)、 C^{18}O (右上)、CS (左下)、 CH_3OH (右下) の空間分布。活動銀河核付近では CO が弱く渦状腕では強い一方で、CS と CH_3OH は中心で最も強いなど、分子輝線ごとに空間分布が異なっている。

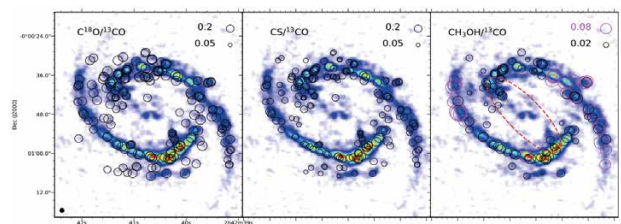


図 3.55: NGC1068 の ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線データを用いて同定した GMC の位置を ^{13}CO の積分強度図に重ねたもの。○の大きさは各輝線の ^{13}CO に対する強度比に比例。 $\text{C}^{18}\text{O}/^{13}\text{CO}$ 、 $\text{CS}/^{13}\text{CO}$ は空間的に差がない一方、 $\text{CH}_3\text{OH}/^{13}\text{CO}$ 比の高い GMC は外側の渦状腕に系統的に存在している (Tosaki et al. 2017)。

3.2.4.2 大質量ブラックホールとその進化

(1) 背景

ほとんど全ての銀河の中心には、太陽の数十万～数億倍の質量を持つ超大質量ブラックホールが存在すると考えられている。こうした銀河中心領域に存在するブラックホールの質量は、母銀河の質量（正確に言えば、母銀河のうち、年老いた星が球状に分布するスフェロイド成分の質量。円盤銀河でいえばバルジ成分の質量、楕円銀河であれば、銀河全体の質量にあたる。）と相関があることが知られている。しかし、両者はなんと10桁、あるいはそれ以上ほど大きさが異なっており、そのように全く異なる大きさのブラックホールと銀河全体とが、どのような物理的過程を経て、お互いのことを「知る」ことができ、現在知られているような相関関係を持つに至ったのか、今日の天体物理学における大きな謎になっている。一つの有力な仮説は、両者の生成・進化過程において、互いになんらかの影響を及ぼしながら共に進化してきたとする「共進化」シナリオであり、活動銀河核からの大規模なガスの放出現象であるアウトフローによって、活動銀河核とその母銀河がお互いに物理的な影響を及ぼしつつ進化するという考え方である。ただし、活動的な銀河のどれほどの割合がアウトフローを示すのか、また、そのアウトフローの物理量（質量放出率や運動量時間変化率など）およびそれらと活動銀河の明るさ等との相関については、未だに明らかになっていないことが多い。こうした定量的なパラメーターの測定を多くの銀河で、また、現在から過去の宇宙に遡って進めていくことが必要である。

ブラックホールの周辺における比較的温度の低いガス成分の振る舞いについても、まだよくわかっていない点が多い。数十光年の大きさでの分子ガスは、ブラックホールへと供給されブラックホールの成長率を決める上で重要であることが観測的にも明らかになりつつあるが（Izumi et al. 2016）、さらにその内側の分子ガス構造を理解することが次の大きな課題となっている。

質量供給・ブラックホール成長の問題に加え、活動銀河核の多様性を統一的に説明する「統一モデル」の根幹となる分子トラス、すなわち非等方的な掩蔽物質の存在も、いまだに直接的な検証がなされておらず、古典的なドーナツ型のトラスなのか、あるいは粒度の大きい「クランピー」なトラスなのか、あるいは、より乱流が卓越している構造なのか、依然として論争となっている。中間赤外線においては、干渉計を用いて、極方向に広がった高温ダストの存在が示唆される観測が登場しており（Tristram et al. 2014）、比較的温度の低いガスがどのような構造をしているかを解明することは重要である。さらに、そうした構造がいかに生成され、維持されているのかの問題に至っては、いくつかの理論モデルが提唱

されているものの、観測的な検証はまだ全く進んでいないという状況である。

(2) 高密度分子ガストラスの初検出

「活動銀河核の統一モデル」は、超巨大ブラックホールの周囲には、ドーナツ状にガスや塵が存在し、それらが中心に落ち込むことで活動銀河核として明るく輝くというものである。ガスのトラス構造は「活動銀河核の統一モデル」において鍵となる存在であるが、物理的な大きさが非常に小さく、これまで実際に観測することは困難であった。NGC1068は中心にAGNをもつもっとも近い銀河の一つである。このNGC1068に対し、 $0.04'' - 0.07''$ （ $\approx 9 \sim 16$ 光年）という非常に高い解像度を達成したアルマ望遠鏡による観測の結果、非常に小さな（半径15光年程度）ガス雲が回転している事がわかった（図3.56; Imanishi et al. 2018）。これは、ついに活動銀河核に付随するトラス構造の高密度ガス成分を捉えたと考えられる。ただ、この観測で得られたガス円盤の回転速度は非常に遅く（半径10光年で20km/s程度）、ここから導かれる力学的質量（約 10^6 太陽質量）は、水メーザーの観測から求められている中心のブラックホール質量より一桁小さい。これは、ガス円盤の傾き角がほぼ真横に近いと仮定して求めているが、傾き角が、斜めから覗き込むような角度になっていることを意味している可能性はある。この場合、NGC1068の活動銀河核が「2型」である（トラスを横から観測している）という描像から話が変わってくるが、むしろ、クランピー・トラスモデルなど、古典的なドーナツ型の掩蔽構造ではないことを示唆しているのかもしれない、さらなる追求観測が待ち望まれる。

(3) 銀河の活動性とフィードバック

銀河における活発な星形成活動や活動銀河核は、その強いエネルギーにより、周辺の星間物質に対して、重元素汚染を含めさまざまな影響を及ぼし得る。スターバース

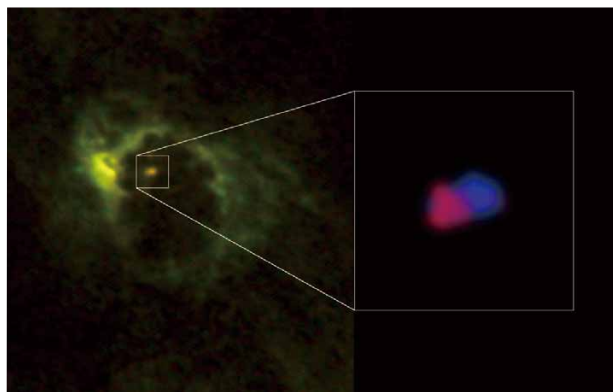


図3.56：2型セイファート銀河 NGC 1068 の中心核をとりまく、半径5パーセクの高密度回転ガス円盤（Imanishi et al. 2018）。左図は、シアン化水素（HCN）分子のJ=3-2輝線で捉えられた、直径約650光年の高密度ガス分布であり、その中心にみられる構造の速度構造を示したものが右図である。赤は銀河の並進運動に対して遠ざかるガスを、また、青は近づくガスを示しており、回転するガス円盤をほぼ真横から観測しているという解釈で説明できる。

ト銀河 NGC253 では、アルマ望遠鏡により分子ガス・アウトフローの根元部分の高解像度観測が行われ、分子ガスの質量放出率と星形成率とが概ね釣り合っていること、つまり、NGC253 中心領域の爆発的星形成現象が、必然的に分子ガスの放出現象を伴うものであることが明らかになった (Bolatto et al. 2013)。

一方、活動銀河核での分子ガス・アウトフローは、その質量放出率が、一般に(その母銀河の)星形成率より顕著に大きく、星形成活動では説明できないことが PdBI/NOEMA 干渉計による観測ですでに示唆されていたが (Cicone et al. 2014)、アルマ望遠鏡による詳しい観測により、活動銀河核での分子ガス・アウトフローの測定例が増えつつある。例えば、NGC1068 では、電離ガスの観測で測定されたアウトフローと比較して、数倍大きい質量放出率の分子ガス・アウトフローが観測され、分子ガス相にあるガスのアウトフローが質量放出の主な担い手であることが示された (Garcia-Burillo et al. 2014)。また、現在の宇宙における代表的な超高光度赤外線銀河である Arp220 の中心核領域においては、解像度 0.09 秒角 (120 光年) で 2 つの中心核での CO (J=1-0) 輝線を観測したところ、 10^{26}cm^{-2} を超えるほどの極めて高いガスの柱密度が Arp220W 中心核で測定され (Scoville et al. 2017; ちなみに、これは可視光での減光度でいえば $A_v \sim 20$ 万等級であり、X 線ですら全く透過できない。我々の馴染みのある単位系で表せば 900g cm^{-2} であり、これをカリフォルニア工科大学の Nick Scoville 教授は、「3~4メートルのコンクリート壁のようだ」と表現している)、中心核の熱源について依然として議論となっているが、波長 3 ミリメートルで観測した塵の熱放射 (Sakamoto et al. 2017) や HCN (J=1-0) 輝線において絞り込まれたアウトフローが検出され (Barcos-Munoz et al. 2018)、活動銀河核が濃密な星間物質の中に埋もれているのではないかという示唆が得られている (図 3.57)。

また、X 線で高階電離したガスの超高速アウトフロー (Ultra-Fast Outflow; UFO) が検出されるとともに、遠赤外線にある OH 輝線の吸収線により分子ガスのアウトフロー

も検出された IRAS F1119+3257 においては、アルマ望遠鏡による CO 観測から、空間的に解像したアウトフローの画像が初めて取得された (Veilleux et al. 2017)。その長さは 23000 光年に及び、現在の宇宙における超高光度赤外線銀河の中で発見された分子ガス・アウトフローの中で最大のものである。空間的に解像したことで、ハーシェル衛星により空間的に解像していない状態での、物理量の推定値 (Tombesi et al. 2015) が実は不正確であり、プラズマで見られる超高速アウトフローと、その外側にあると期待される低温の分子ガス・アウトフローとのエネルギー収支の解釈が変更されることになった。今後、アルマ望遠鏡を使って空間的に解像して物理量を求めることの必要性を示す成果といえる。

一方で、思ったほど分子ガス・アウトフローが見られないという結果も得られている。可視光の [OIII] $\lambda 5007$ 輝線で 1500km/s にもおよぶ強力な電離ガスのアウトフローが検出されている塵に覆われた赤外線銀河 WISE1029+0501 においては、アルマ望遠鏡による詳しい観測の結果、分子ガスにおいては顕著なアウトフローが検出されなかった (Toba et al. 2017)。また、赤方偏移が 6 付近のクェーサー 27 個を炭素輝線を使いアルマ望遠鏡で観測した結果、顕著なアウトフローを示すクェーサーは検出されなかった (Decarli et al. 2018)。赤方偏移が 6 を超えるクェーサーとしては、SDSS J1148+5251 において、30 キロパーセクまで広がった強力な炭素ガスのアウトフローの存在が有名であるが、こうした広がった強力なアウトフローは、実は例外的なのかもしれない。

(4) ブラックホールの質量測定

ブラックホールの質量を測定する方法は、電離ガスや星の速度分散を可視光観測で測定する古典的な方法に加え、水メーザーの VLBI 観測による方法など、いくつか存在するが、複数の方法が適用できるものは少なく (水メーザー天体は 2 型が多く可視光観測は難しい、など)、また、水メーザーで観測できる天体の数は限られるため、いろいろなタイプの銀河でのブラックホール測定を系統的に行うことは

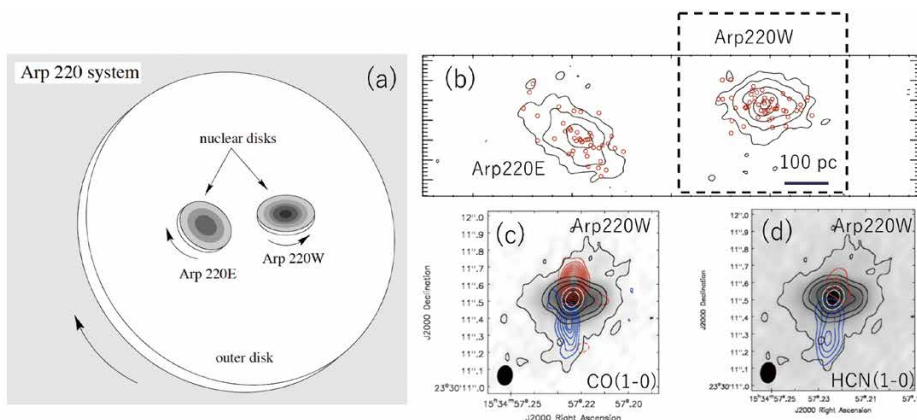


図 3.57: (a) Sakamoto et al. (1999) に基づく Arp220 中心領域の描像、(b) Sakamoto et al. (2017) によるアルマ望遠鏡を使った $0.05''$ 解像度の 3 ミリメートルの連続波画像 (等高線) と VLBI で観測された超新星残骸の分布 (赤丸)、(c) (d) Barcos-Munos et al. (2018) によるアルマ望遠鏡を使った $0.1''$ 解像度の CO および HCN 輝線観測。いずれも、鋭く絞り込まれた分子ガス・アウトフローの存在を示す。

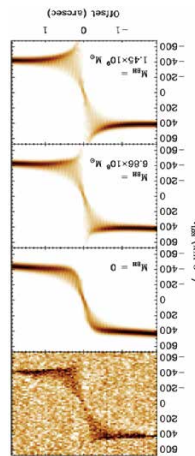
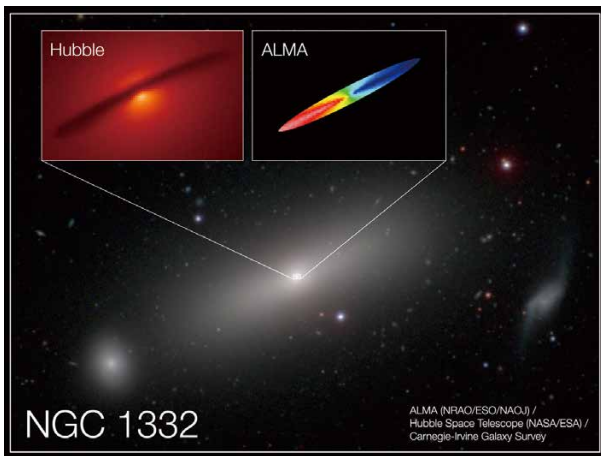


図 3.58：早期型銀河 NGC1332 におけるアルマ望遠鏡を使ったブラックホール質量測定の実例 (Barth et al. 2016)。メーザーと違い熱的な輝線である CO 分子を用い、アルマ望遠鏡による高い解像度観測によって多数の早期型銀河でのブラックホール質量測定を行う可能性を示した。

なかなかできていないのが実情である。アルマ望遠鏡では、その高い解像度を活かし、CO 分子輝線など熱的な輝線を観測することにより、その速度場を精密に測定し、その内側に存在する質量を直接測定することが可能になりつつある。たとえば早期型銀河 NGC 1332 では、0.3 秒解像度 (100 光年) の CO 輝線観測により、ブラックホール質量が $(4\sim 8) \times 10^8$ 太陽質量であると求められた (図 3.58; Barth et al. 2016)。中心核付近の速度場が静かであり、顕著な擾乱がないという状況下であることが求められるものの、CO 輝線は (水メーザーとは異なり) 多くの銀河で普遍的に検出できる熱的な輝線であり、今後、アルマ望遠鏡により系統的に多数の銀河でのブラックホール質量測定を行うことが可能になると期待される (Onishi et al. 2015 も参照)。

(5) クェーサー母銀河とブラックホール質量との関係

現在の宇宙において成り立っていると考えられているブラックホール質量と母銀河質量とのスケリング関係が、いつの時代に成立したのかを探ることは喫緊の課題となっている。赤方偏移が 6 を超えるクェーサーにおいては、近赤外線分光による MgII 輝線から求めたブラックホールの質量を、アルマ望遠鏡を使った [CII] 158 μm 輝線の高解像度観測による母銀河の質量と比較すると、ブラックホール質量のほうが (現在の宇宙で知られている関係と比較して) より顕著に重く、ブラックホール成長のほうが先に進むのではないかと仮説が示唆されてきている (Willott et al. 2015; Wang et al. 2016 など)。近年、すばる望遠鏡に超広視野カメラ HSC を搭載し、かつてない深さと広さを両立させたサーベイが進められており、膨大な数の、(従来発見されていたクェーサーと比較して) より暗い赤方偏移 6 ~ 7 付近のクェーサーが発見されている (Matsuoka et al. 2018a, b)。このサンプルに対して、アルマ望遠鏡を使った [CII] 158 μm および遠赤外線連続波の観測が進行中であり、その初期成果を図 3.59 に示す (Izumi et al. 2018a)。従来知られていた、非常に明るいクェーサーでは、母銀河質量と比較してブラックホールの質量が顕著に大きく、ブラックホールが母銀河より先に成長している

のではないかと仮説につながっていた。ところが、すばる望遠鏡搭載 HSC で発見された、より暗く、より普通のクェーサーにおいては、ばらつきは大きいものの、現在の宇宙で知られている関係に近い結果が得られた (Izumi et al. 2018a)。従来の結果は、明るいクェーサーを観測しているという観測バイアスの影響が少なくないことを示唆している。

3.2.4.3 銀河団(スニヤエフ・ゼルドビッチ効果)

(1) 背景

現在の宇宙に存在する原子の大半は電離されたプラズマ状態にあり、絶対温度 2.7 ケルビンの宇宙マイクロ波背景放射 (Cosmic Microwave Background: 以下、CMB と略す) 光子よりもはるかに大きな運動エネルギーをもつ。したがって、このようなプラズマ中の自由電子が CMB 光子を散乱すると、電子から光子にエネルギーが渡され、CMB 光子のエネルギーがわずかに増加する。これは、光

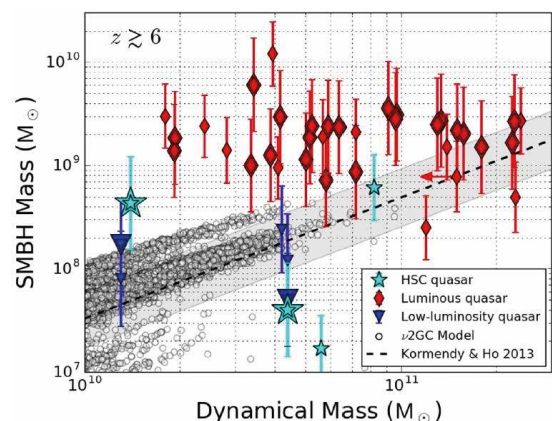


図 3.59：赤方偏移が 6 付近のクェーサーで測定されたブラックホール質量と母銀河質量 (力学質量) の比較。従来知られていた、非常に明るいクェーサー (赤) では、母銀河質量と比較してブラックホールの質量が顕著に大きく、ブラックホールが母銀河より先に成長しているのではないかと仮説につながっているが、すばる望遠鏡搭載 HSC で発見された、より暗く、より普通のクェーサー (水色) においては、ばらつきは大きいものの、現在の宇宙で知られている関係に近い結果が得られた (Izumi et al. 2018a)。従来の結果は、明るいクェーサーを観測しているという観測バイアスの影響が少なくないことを示唆している。

子から電子にエネルギーが渡される通常のコンプトン散乱とは逆であるため、「逆コンプトン散乱」と呼ばれる。逆コンプトン散乱の結果、CMBの黒体放射スペクトルは図3.60のように歪み、散乱が起こった場所でのCMB強度にわずかな異方性が生じることになる。この過程を、スニヤエフ・ゼルドビッチ効果(以下、SZ効果と略す)と呼ぶ(Sunyaev & Zel'dovich 1970, 1972)。CMB異方性は、CMB光子が放射された時点までに存在していた密度ゆらぎ等により生じる1次異方性と、CMB光子がその後宇宙空間を伝搬して地球に届くまでの間に生じる2次異方性に大別されるが、SZ効果は最も代表的な2次異方性の一つである。

SZ効果は、大量の自由電子が密集し、かつ大きな運動エネルギーをもつ領域ほど強くなるため、最も強い信号は銀河団に付随する高温プラズマから観測される。銀河団は、総質量が太陽の 10^{15} 倍、半径が数百万光年にも及ぶ宇宙最大の天体であり、宇宙の構造形成に関する貴重な情報源となる。銀河団プラズマの観測は、長らくX線の独壇場であったが、近年はSZ効果が新しい手段として台頭しつつあり、特に今後はアルマ望遠鏡が大きな役割を果たすと期待される。

図3.60が示すように、マックスウェル分布に従う電子による「熱的SZ効果」では、CMBの黒体放射スペクトルが高周波側にずれるため、周波数220GHzを境に、高周波数では強度が増加するが、低周波数では逆に強度が減少する。これは、220GHz以下の周波数では、熱的SZ効果が生じると、周囲よりもCMB強度が下がり、あたかも宇宙空間に穴が開いたような「負の信号」が観測されることを意味しており、前述したX線を含む他の放射過程が「正の信号」のみを生じるのとは対照的である。加えて、電子集団の平均視線速度がゼロでない場合は、「運動学的SZ効果」が生じ、我々に向かう速度では「正の信号」、我々から遠ざかる速度では「負の信号」が生じる。

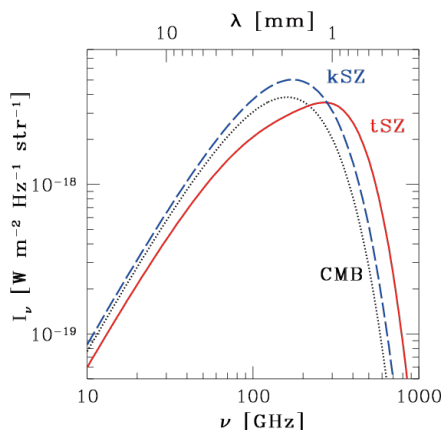


図3.60: SZ効果のスペクトル。CMB(黒点線)が散乱された結果の熱的SZ効果(tSZ:赤実線)と運動学的SZ効果(kSZ:青破線、我々に向かう速度の場合)。見やすさのため、CMBからのずれの大きさを、実際の銀河団の1000倍程度に拡大してある。

また、SZ効果の特筆すべき性質として、観測される強度が、遠方の天体に対しても減少しないことも挙げられる。一般に、ある赤方偏移(z)に位置する天体からの放射は、天体を発してから我々に届くまでの間の宇宙膨張によって、強度が $(1+z)^{-4}$ に比例して急激に低下するため、遠方の天体ほど観測が困難になる。しかし、SZ効果は、前述した逆コンプトン散乱の種となるCMB光子のエネルギーが遠方ほど増大する(すなわち、CMBの温度が高くなる)ため、放射時における強度が $(1+z)^4$ に比例して大きくなる。この増加は、天体を発した後の宇宙膨張による強度減少とちょうど相殺するため、我々が観測する時点での強度は天体までの距離に依存しなくなる。つまり、一定量の高エネルギー電子が存在しさえすれば、それがどれほど遠方であっても観測できるので、SZ効果は遠方宇宙における構造形成を解明するための稀有な手段となる。

他方、SZ効果の難点はその信号の微弱さにある。宇宙最大の天体である銀河団でさえ、その中を通過するCMB光子が散乱される確率は、高々1000分の1程度にすぎない。このため、SZ効果は理論的には1970年代初めから提唱されていたにもかかわらず、信頼性の高い測定が可能になったのは2000年代以降であった。幸い、最近の約10年間は、専用地上望遠鏡(South Pole Telescope, Atacama Cosmology Telescope)や人工衛星(Planck)等の台頭によって、観測サンプル数は飛躍的に増加し、現在までに1000個を超える銀河団から熱的SZ効果が有意に検出されている(Kitayama 2014など)。一方、運動学的SZ効果は、信号が更に弱いため、検出報告は数例にとどまっている(Hand et al. 2012, Sayers et al. 2013, Adam et al. 2017)。

現状のSZ効果観測の最大の課題は、大半のデータの空間解像度が1分角に満たず、X線や可視光など他波長に比べて1~2桁も悪いことである。これは前述したようにSZ効果の信号が微弱であることに加えて、銀河団中の電子が一定の広がりをもって分布しているために、SZ効果の信号もなだらかに広がっており、さまざまな雑音成分との分離が困難であることが原因である。特に深刻な雑音成分は、電波銀河と地球大気である。以下に述べるように、アルマ望遠鏡は、これらの困難を克服し、秒角スケールでの高空間解像度によるSZ効果の測定を実現できる唯一の観測装置である。

(2) アルマ望遠鏡によるSZ効果観測の現状

一般に、電波干渉計は、SZ効果のような広がった信号を検出するには不向きとみなされている。しかし、アルマ望遠鏡は、i)異なる大きさのアンテナを組み合わせることにより、コンパクトな天体だけでなく広がった信号も同時に観測することが可能であること、ii)計60台を超えるアンテナ群による圧倒的な集光力によって、微弱な信号まで

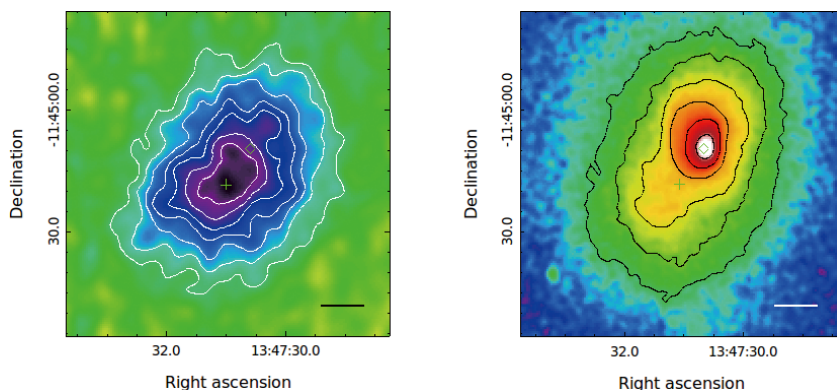


図 3.61: 銀河団 RX J1347.5-1145 の画像 (Kitayama et al. 2016)。アルマ望遠鏡によって周波数 92GHz で観測された熱的 SZ 効果 (左) は「負の信号」、Chandra 衛星により観測された X 線 (右) は「正の信号」として、それぞれ高温プラズマをとらえている。+印は SZ 効果が最も強い地点、◇印は X 線が最も強い地点をそれぞれ示す。図中の横線は 20 万光年に対応する。

も精度よく測定できること、iii) 多数のアンテナが受信する信号から相関する成分のみを取り出すため、大気雑音などを除去しやすいこと、といった利点を兼ね備えているので、適切な天体と観測条件を選定すれば、SZ 効果を高空間分解能で検出できる。

アルマ望遠鏡によって初めて得られた SZ 効果の画像が図 3.61 左である (Kitayama et al. 2016)。周波数 92GHz (バンド 3) での観測であるので、熱的 SZ 効果が「負の信号」として現れている。これは、現時点において最も高い空間分解能で測定された CMB 異方性の画像でもある。観測された天体は、地球から 47 億光年の距離 (赤方偏移 0.45) にある銀河団 RX J1347.5-1145 である。この銀河団は、これまで知られている中で最も SZ 効果の信号が強い天体であり、さまざまな電波望遠鏡で観測されてきた。特に、2000 年に国立天文台野辺山宇宙電波観測所の 45m 電波望遠鏡を用いて行われた観測では、高温プラズマの分布にムラが発見され、従来想定されていた滑らかな分布とは異なることが示唆されていた (Komatsu et al. 2001)。ただし、野辺山 45m 電波望遠鏡をはじめとする単一鏡による観測では、電波銀河の混入を防ぐのが困難であり、それが大きな不定性の要因となっていた。一方、干渉計であるアルマ望遠鏡は、さまざまな空間スケールに対応する信号 (天球面上における像のフーリエ変換) を同時に取得することができる。この結果、電波銀河の混入をほぼ完全に除去し、SZ 効果のみを抽出して高信頼度で測定することが可能となった。

比較のため、図 3.61 右には、銀河団 RX J1347.5-1145 の X 線による「正の信号」の画像も示してある。X 線も熱的 SZ 効果も同じ高温プラズマによる放射だが、図 3.61 の左右を比べると、大きく異なる分布をしている。例えば、X 線は◇印の地点が最も放射が強いが、熱的 SZ 効果 (図 3.61 左) はそこから約 20 万光年離れた地点 (+印) に負のピークをもつ。このような違いが生じた原因は、X 線が主に制動放射に起因するのに対し、SZ 効果は前述した逆コンプトン散乱によることにある。このため、X 線と熱的 SZ 効果を比べると、前者は電子密度の分布、後者は電子温度ないし圧力の分布をそれぞれより強く反映する。ア

ルマ望遠鏡によって、X 線とは大きく異なる熱的 SZ 効果の分布が明らかになったことで、この銀河団が激しい衝突を起こしている最中であることが確実にとなるとともに、その過程で電子が約 3 億度と (Kitayama et al. 2004, Ota et al. 2008) という非常に高温に加熱されている場所が突きとめられた。

アルマ望遠鏡による熱的 SZ 効果の検出は、さらに他の銀河団についても報告されている。図 3.62 は、地球から 72 億光年の距離 (赤方偏移 0.87) に位置する銀河団 ACT-CL J0102-4915 の画像である (Basu et al. 2016)。この銀河団の外縁部では、ローレンツ因子 10^4 程度の相対論的電子によるシンクロトロン放射が観測されており、銀河団衝突に伴う衝撃波面の存在が示唆されていた。アルマ望遠鏡による熱的 SZ 効果観測によって衝撃波面をまたぐ圧力差が測定され、X 線データとも組み合わせることで衝撃波のマッハ数が $2.4^{+1.3}_{-0.6}$ と決定された。また、この結果をシンクロトロン放射の観測データと組み合わせると、磁場の強さが $4-10 \mu\text{G}$ 程度であることが示唆された。この磁場強度は、銀河団外縁部で従来予想されていたよりも数倍大きな値であり、その妥当性と一般性の検証が今後の興味深い課題となっている。

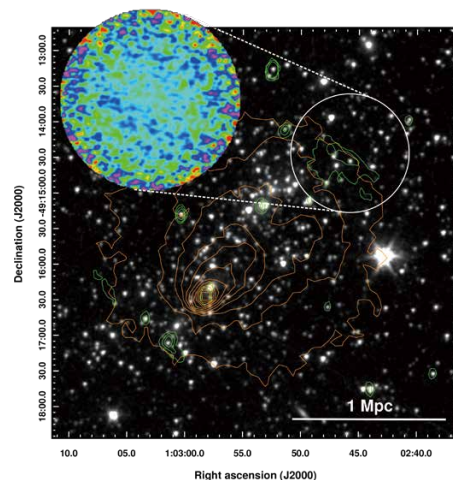
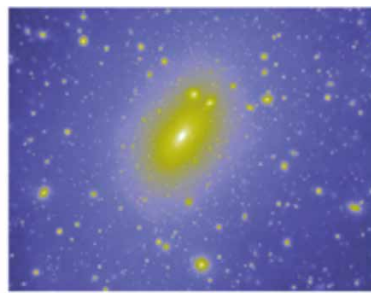


図 3.62: 銀河団 ACT-CL J0102-4915 の画像 (Basu et al. 2016)。可視光のイメージに、X 線強度 (オレンジ) とシンクロトロン放射強度 (緑) の等高線、アルマ望遠鏡が周波数 100GHz (バンド 3) で観測した領域 (白円) とデータ (拡大図) が重ねてある。図中の横線は 326 万光年に対応する。



M87 可視光望遠鏡



計算シミュレーション Springel

図 3.63：シミュレーションで予測されている矮小銀河の数(左：Adam Block, Mt. Lemmon SkyCenter, U. Arizona)が実際に観測されている数(右)よりも圧倒的に多いことを「行方不明の矮小銀河問題」と呼ぶ。

3.2.4.4 宇宙論(重力レンズで探る小スケール宇宙論)

(1) 背景

空間的に平坦で、宇宙定数と「冷たい」ダークマター (Cold Dark Matter: CDM) を主成分とする膨張宇宙モデルは、銀河や銀河団などの天体分布を首尾良く説明することができる。しかしながら、銀河より小さいスケール (<10 万光年) では理論と観測の間に幾つかの矛盾が生じている。その一つが「行方不明の矮小銀河問題」(Klypin et al. 1999) である。それは、天の川銀河や同程度の質量をもつ銀河において、計算シミュレーションで予測されている矮小銀河の数が、観測されている数よりも圧倒的に多い、という問題である(図 3.63)。その他にも「カスプコア問題」(Moore 1994) と呼ばれる問題がある。ダークマター粒子間の二体重力相互作用を採り入れた理論予言ではダークマターの塊(ハロー)の中心付近で質量密度が急速に増大(カスプ)する 경우가多いが、観測されている矮小銀河では、ダークマターの重力がバリオン(水素ガス、ヘリウムなど)の重力を凌駕しているにもかかわらず、ダークマターのハロー中心付近で質量密度はほぼ一定の値を取っている(コア)。つまり質量密度分布が理論予測と異なっている。

これらの「小スケール問題」に対し大きく分けて2種類の解決策が提案されている。1つ目はバリオンの効果である。例えば宇宙再電離時における強い紫外線輻射や超新星によるフィードバックで、星形成を阻害し、ハローに降着する質量を減らすことにより、銀河に付随する明るいハローの数を減らすことができる(Sawara et al. 2016)。2つ目はダークマターの効果である。例えば「温かい」ダークマター(Warm Dark Matter)モデルでは、ダークマター粒子が生まれた初期宇宙において、ダークマター粒子が光速に近い速さでランダムに運動するため、小スケールの質量密度ゆらぎをかき消すことができる。その結果、銀河に付随する矮小銀河の数を減らすことができる(Lovell et al. 2012)。

どの解決策が本当に正しいのか未だ分かっていない。謎を解く鍵となるのが、宇宙における小スケールの質量密度ゆらぎである。もし、小スケールゆらぎの振幅がそれほど小さくないのであれば、CDMモデルと整合性があることに

なる。この場合非常に暗い「暗黒矮小銀河」が宇宙に大量にあることになるだろう。バリオンの効果によって可視光で明るく輝く矮小銀河数が減っていることになる。一方、ゆらぎの振幅が著しく小さければ、その質量スケールに対応する矮小銀河の数は暗いものを含めても圧倒的に少なくなるだろう。この場合ダークマターはCDM以外の粒子でなければならない。なぜならCDMモデルではゆらぎの振幅はべき乗則に従うため、このようなことは起きないからである。ゆらぎの振幅の詳細を測ることができればダークマターの正体に迫ることが可能になる。

(2) 小スケールゆらぎの重力レンズ効果

小スケールの質量密度ゆらぎを観測的に測定するには重力レンズ効果を用いればよい(図 3.64)。重力レンズ効果とは、遠方の光源が発した光の経路近くに天体があると、その重力によって経路が曲げられ、像の位置、個数や明るさが変わる一般相対論的效果である。光源としてはクエーサー、サブミリ波銀河、ライマン α エミッターなどの明るい天体が適している。小スケールの質量密度ゆらぎの効果は大変小さいため、その重力レンズ効果を増大させる必要がある。そこで光源が手前の楕円銀河によって4重に分裂してみえる4重像重力レンズ系を用いる。これらの系では光源が楕円銀河の重力レンズ効果により10倍程度拡大されるので、ゆらぎの効果を10倍程度増大させることができる。レンズ効果を受けたレンズ像の相対的位置や明るさを使ってモデルを観測的に制限することによ

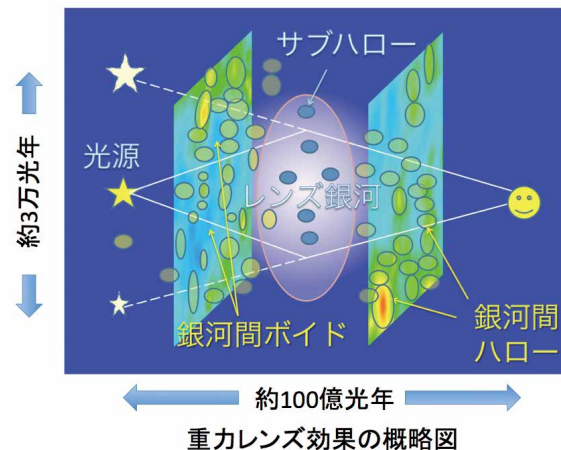


図 3.64：重力レンズ効果の概略図を示す。

り、ゆらぎを観測的に測定することができる。ゆらぎに対応する構造は、ボイドやボイドの連なりであるトラフ、ハローなどであるが、ハローがレンズ銀河ハローに取り込まれ、重力的に束縛されている場合(サブハロー)もある。宇宙におけるこれらの小構造を明らかにすることにより、銀河形成論や素粒子物理学の発展が期待されるばかりでなく、重力レンズモデルの精密化を図ることにより、ハッブル定数の測定精度を上げることも可能になるため、宇宙論に対する貢献も期待できる。

(3) これまでの研究成果：

2014年10月の「長基線試験観測キャンペーン」の一環として、国際チーム「ALMA Partnership」によって、爆発的な星形成を起こしているサブミリ波銀河SDP.81が観測された(ALMA Partnership et al. 2015; 図3.65左)。そのデータは2015年2月17日にアルマ望遠鏡データアーカイブで公開され、直ちに世界中の研究者が解析を始めた。SDP.81は手前の楕円銀河の重力レンズ効果によって引き延ばされアーク状となっていて見える。また、その明るいスポットは4重像となっている。塵の連続波の最高解像度は0.02秒角から0.03秒角とサブミリ波では前代未聞の解像度である。Inoue et al.(2016)はSDP.81のダスト連続波と一酸化炭素輝線の画像解析を進め、2点の重要な結果を得た。(1)連続波画像では、ソース面におけるレンズ逆像のアパーチャフラックス比が理論予測より10%程度ずれている。(2)一酸化炭素輝線画像ではレンズ逆像の光重心の相対位置が0.01秒角程度ずれている。これらの結果を矛盾なく説明するには、楕円銀河や周辺の銀河団などの重力レンズ効果に加え、ボイドやハローなどからなる小スケール密度ゆらぎが視線方向にある必要があることをInoue et al.(2016)は見いだした。特に、Inoueらは視線方向の負の質量密度ゆらぎ(ボイド)に起因する摂動効果を世界で初めて提唱し、それを観測的に実証した(図3.65右)。

負の質量といってもエキゾチックな物質を考えているわけではない。宇宙空間では平均密度より少ない密度の

領域は「負の密度ゆらぎ」をもっていると解釈されるため、ある方向の射影密度が平均値より小さければ平均的には「負の密度ゆらぎ」であると解釈できる。個々のボイドの効果は大変小さいが、視線方向の距離の大きさはレンズの大きさに比べ約1万倍大きいため、視線方向の積分効果としては正の密度ゆらぎと同程度になる。一方、Hezaveh et al.(2016)も同様の解析を行ったが、Inoueらの結果とは異なり、楕円銀河ハロー中の矮小銀河が摂動の原因であると結論付けた。どちらのモデルが正しいか今後詳しい解析を進めて行く必要がある。

重力レンズ4重像クエーサーMG0414+0534がアルマ望遠鏡を用いて観測された(Inoue et al. 2017)。この天体は光源がクエーサーであり、手前の楕円銀河の重力レンズ効果によってA1、A2、B、Cの4つの像に分裂してみえている(図3.66)。この重力レンズ系は、中間赤外線やミリ波の観測で、レンズ像の相対位置は合うが明るさの比が理論予測と合わない「フラックス比異常」を示すことが知られている。その原因として、楕円銀河やその周辺の銀河に付随するハローや、視線方向にあるハローによる重力レンズ効果が考えられるが、確定的なことは分かっていない。

Inoue et al.(2017)はその原因を解明するため、サブミリ波帯(波長約0.9mm、334-350GHz)でMG0414+0534のダスト連続光をアルマ望遠鏡で観測した。その結果、レンズ像のすぐ近くに0.2から0.3mJyのフラックス密度をもつ淡い天体Yを発見した。シグナルの統計的有意性は4シグマ程度である。楕円銀河近くにある矮小銀河の塵からの輻射だと仮定すると、その質量は太陽質量のおよそ10の6乗から7乗程度になる。Yが楕円対称な密度分布をもつハロー中にある塵であると仮定したとき、可視光や赤外線観測されたレンズ像の明るさの比や近赤外線におけるレンズ像の位置を再現できるかどうか調べてみた。その結果、密度分布の扁平率が十分大きければ観測値を再現できることがわかった。また、Yが地球から60~90億光年先(赤方偏移0.5~1)にあれば観測値を再現できることがわかった。天体Yはサブミリ波以外の波長では極

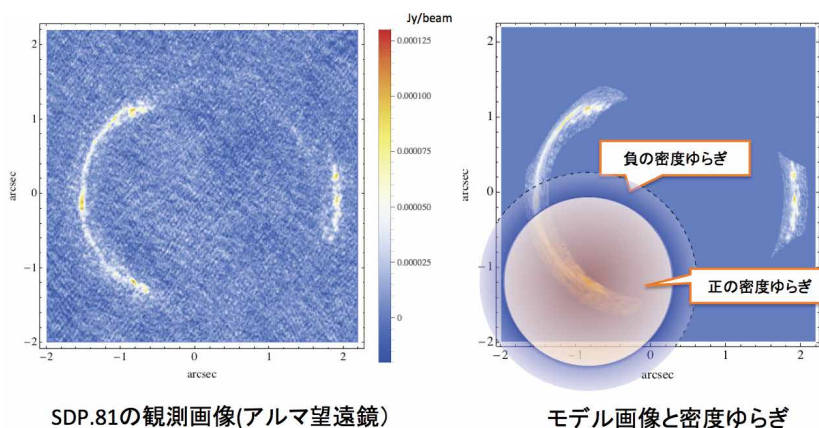


図3.65：ALMA Partnership et al. 2015によって得られた、重力レンズの影響を受けるサブミリ波銀河SDP.81の画像(左)と質量密度のゆらぎ(右)。

めて暗い、塵に富んだ「暗黒矮小銀河」である可能性が高い(図 3.66)。しかし、シグナルの統計的有意性は十分高いとはいえ、このデータの解釈が本当に正しいかどうかは、今後行われる追観測の結果に委ねられる。

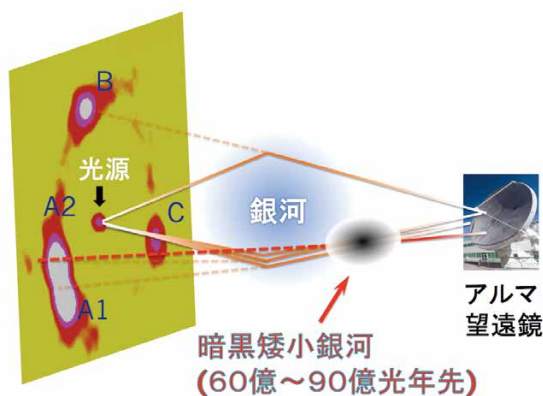


図 3.66 : MG0414+0534 のダスト連続光を説明するモデル。

参考文献

- Adachi, I. et al. 1976, *Progress of Theoretical Physics*, 56, 1756
 Adam, R., et al. 2017, *A&A*, 598, A115
 Aikawa, Y. et al. 2018, *ApJ*, 855, 119
 Alissandrakis, C. E., et al. 2017, *A&A*, 605, A78
 ALMA Partnership et al. 2015a, *ApJL*, 808, L2
 ALMA Partnership et al. 2015b, *ApJL*, 808, L3
 Alves, F. O. et al. 2017, *A&A*, 603, L3
 Ando, R. et al., 2017, *ApJ*, 849, 81
 Andrews, S. M. et al. 2016, *ApJL*, 820, L40
 Ansdell, M. et al. 2016, *ApJ*, 828, 46
 Ansdell, M. et al. 2017, *AJ*, 153, 240
 Ansdell, M. et al. 2018, *ApJ*, 859, 21
 Aravena, M., et al. 2016, *MNRAS*, 457, 4406
 Arzoumanian, D., et al. 2011, *A&A*, 529, L6
 Asano, R., et al. 2013, *Earth, Planet & Space*, 65, 213
 Asano, R., et al. 2014, *MNRAS*, 440, 134
 Aso, Y. et al. 2015, *ApJ*, 812, 27
 Aso, Y. et al. 2017, *ApJ*, 849, 56
 Barcos-Munoz, L., et al. 2018, *ApJ*, 853, L28
 Barth, A. et al. 2016, *ApJ*, 822, L28
 Barenfeld, S. A. et al. 2016, *ApJ*, 827, 142
 Basu, K., et al. 2016, *ApJL*, 829, L23
 Bastian, T. S. 2002, *Astronomische Nachrichten*, 323, 271
 Bastian, T. S., et al. 2017, *ApJL*, 845, L19
 Belloche, A., et al., 2014, *Science*, 345, 1584
 Bergner, J. B. et al. 2018, *ApJ*, 857, 69
 Bethune, W. et al. 2017, *A&A*, 600, A75
 Bethermin, M., et al. 2016, *A&A*, 586, L7
 Beuther, H., et al., 2017, *A&A*, 603, 10
 Bjerkeli, P., et al., 2016, *Nature*, 540, 406
 Blandford, R. D., Payne, D. G. 1982, *MNRAS*, 199, 883
 Blackman et al. 2001, *Nature*, 409, 485
 Blum, J. and Munch, M. 1993, *Icarus*, 106, 151
 Bolatto, A., et al., 2013, *Nature*, 499, 450
 Bonnell, I. A. 2001, *MNRAS*, 324, 573
 Brisset, J., et al. 2016, *A&A*, 593, A3
 Brajša, R., et al. 2018, *A&A*, 613, A17
 Busmann, S., et al. 2015, *ApJ*, 812, 43
 Carniani, S., et al. 2017, *A&A*, 605, 42
 Capak, P. L., et al. 2015, *Nature*, 522, 455
 Casassus, S. et al. 2012, *Nature*, 493, 191
 Cataldi, G. et al. 2018, *ApJ*, 861, 72
 Cernicharo, J., et al. 1993, *ApJL*, 407, L33
 Cicone, C., et al., 2014, *A&A*, 562, A21
 Colombo, D., et al. 2014, *ApJ*, 784, 3
 Commerçon, B., et al., 2012, *A&A*, 548, 39
 Coogan, R. T., et al. 2018, *MNRAS*, 479, 703
 Cordiner, M. A. et al. 2014, *ApJL*, 795, L30
 Cyganowski, C. J., et al. 2017, *MNRAS*, 468, 3694
 Deamer, D. W., et al. 2002, *Astrobiology*, 2, 371
 Decarli, R., et al. 2017, *Nature*, 545, 457
 Decarli, R., et al., 2018, *ApJ*, 854, 97
 Dent, B. et al. 2014, *Science*, 343, 1490
 Dekel, A., et al. 2009, *Nature*, 457, 451

- Dipierro, G. et al. 2015, MNRAS, 453, L73
- Dong, R. et al. 2015, ApJ, 809, 93
- Dye, S., et al. 2015, MNRAS, 452, 2258
- Dye, S., et al. 2017, MNRAS, 476, 4383
- Egusa, F. et al. 2018, ApJ, 854, 90
- Evans, N. J., II, et al. 2015, ApJ, 814, 22
- Faesi, C. M., Lada, C. J., and Forbrich, J., 2018, ApJ, 857, 19
- Feng, S., et al. 2016, ApJ, 828, 100
- Fukagawa, M. et al. 2013, PASJ, 65, L14
- Furuya, K., Aikawa, Y. 2014, ApJ, 790, 97
- Fukui, Y., et al. 2015, ApJL, 807, L4
- Garcia-Burillo et al. 2014, A&A, 567, A125
- Hacar, A., 2018, A&A, 610, A77
- Hacar, A., et al. 2013, A&A, 554, A55
- Hand, N., et al. 2012, Phys. Rev. Lett., 109, 041101
- Haworth, T. J., et al., 2018, New Astronomy Review, 82, 1
- Hashimoto, T., et al. 2018a, Nature, 557, 392
- Hashimoto, T., et al. 2018b, arXiv: 1806.00486
- Hatsukade, B., et al. 2015, PASJ, 67, 93
- Hayashi, M., et al. 2018, ApJ, 856, 118
- Hezaveh, Y. D., et al. 2016, ApJ, 823, 37
- Higuchi, A. et al. 2017, ApJL, 839, L14
- Hirota, T., et al., 2017, Nature Astronomy, 1, 146
- Hofner, S. 2011, ASP Conference Series, 445, 193
- Hull, C. L. H., et al. 2017, ApJL, 842, L9
- Huang, J., Öberg, K. I. 2015, ApJL, 809, L26
- Hull, C. L. H. et al. 2018, ApJ, 860, 82
- Imai, H., et al. 2002, Nature 417, 829
- Imai, H., 2007, IAU Symposium 242, 279
- Imanishi, M., et al. 2018, ApJ, 853, L25
- Indebetouw, R., et al. 2013, ApJ, 774, 73
- Indebetouw, R. et al. 2014, ApJL, 782, L2
- Inoue, A. K., 2011, Earth, Planet & Space, 63, 1027
- Inoue, A. K., et al. 2014, ApJ, 780, L18
- Inoue, A. K., et al. 2016, Science, 352, 1559
- Inoue, K. T., et al. 2016, MNRAS, 457, 2936
- Inoue, K. T., et al. 2017, ApJ, 853, 23
- Inoue, T., et al. 2013, ApJL, 774, L31
- Inoue, T., et al. 2018, PASJ, 70, S53
- Iwai, K., et al. 2017, ApJL, 841, L20
- Izumi, T., et al., 2016, ApJ, 827, 81
- Izumi, T., et al., 2018a, PASJ, 70, 36
- Izumi, T., et al., 2018b, ApJ, in press
- Johansen, A. et al. 2007, Nature, 448, 1022
- Johnston, K. G., et al., 2015, ApJL, 813, L19
- Jørgensen, J., et al. 2012, ApJ, 757, L4
- Jørgensen, J., et al. 2016, A&A, 595, 117
- Kanagawa, K. D. et al. 2015, ApJL, 806, L15
- Kataoka, A. et al. 2013, A&A, 557, L4
- Kataoka, A. et al. 2015, ApJ, 809, 78
- Kataoka, A. et al. 2016, ApJL, 831, L12
- Kataoka, A. et al. 2017, ApJL, 844, L5
- Kawamura, A., et al. 2009, ApJS, 1884, 1
- Kitayama, T., et al. 2004, PASJ, 56, 17
- Kitayama, T., 2014, Prog. Theor. Exp. Phys, 06B111
- Kitayama, T., et al. 2016, PASJ, 68, 88
- Klypin A., et al. 1999, ApJ 522, 82
- Kock, M. P., et al. 2018, ApJ, 855, 39
- Komatsu, E., et al. 2001, PASJ, 53, 57
- Kong, S., et al. 2016, ApJ, 821, 94
- Laporte, N., et al. 2017, ApJ, 837, L21
- Lee, C.-F. et al. 2018, ApJ, 863, 94
- Lee, J. W. Y., et al., 2017, ApJ, 834, 201
- Lellouch, E. et al. 2017, Icarus, 286, 289
- Liu, H. B., et al. 2015, ApJ, 804, 37
- Likkel, L., & Morris, M. 1988, ApJ, 329, 914
- Lovell M. R., et al., 2012, MNRAS 420, 2318
- Loren-Aguilar, P. and Bate, M. R. 2015, MNRAS, 453, L78
- Loukitcheva, M., et al. 2017, ApJ, 850, 35
- Lu, N., et al. 2017, ApJ, 842, L16
- Ma, J., et al. 2015, ApJ, 812, 88
- MacGregor, M., et al. 2017, ApJL, 855, L2
- Machida, M. N., et al., 2008, ApJ, 676, 1088
- Machida, M. N., Hosokawa, T., 2013, MNRAS, 431, 1719
- Maercker, M., et al. 2012, Nature, 490, 232
- Marrone, D. P., et al. 2018, Nature, 553, 51
- Matsuoka, Y., et al., 2018a, PASJ, 70, 35
- Matsuoka, Y., et al., 2018b, ApJS, 237, 5
- Matsumoto T., et al. 2015, MNRAS, 449, L123
- Matsushita, Y., et al., 2018, MNRAS, 475, 391
- Maury, A. J., et al. 2018, MNRAS, 477, 2760
- McKee, C. F., Tan, J. C. 2002, Nature, 416, 59
- Mestel, L. Spitzer, L. Jr., 1956, MNRAS, 116, 503
- Miller, T. B., et al. 2018, Nature, 556, 469
- Miura, R., et al. 2012, ApJ, 761, 37
- Mizuno, H. 1980, Prog. Theoretical Physics, 64, 544
- Moore B., 1994, Nature 370, 629
- Muto et al. 2015, PASJ, 67, 122
- Nagao, T., et al. 2011, A&A, 526, A149
- Nagao, T., et al. 2012, A&A, 542, L34
- Nakajima, T. et al. 2015, PASJ, 67, 8
- Naslim, N., et al. 2018, ApJ, 853, 175
- Nayak, O., et al. 2018, ApJ, 854, 154
- Nordhaus, J., et al. 2007, MNRAS, 376, 599
- Öberg, K. I. et al. 2015a, Nature, 520, 198
- Öberg, K. I. et al. 2015b, ApJ, 810, 112
- Ohashi, N. et al. 1997, ApJ, 475, 211
- Ohashi, N., et al. 2014, ApJ, 796, 131
- Ohashi, S., et al. 2016, ApJ, 833, 209
- Ohnaka, K., et al. 2017, Nature, 548, 310
- Okuzumi, S et al. 2016, ApJ, 821, 82
- Onishi, K., et al., 2015, ApJ, 806, 39
- Onodera, S., et al., 2010, ApJ, 722, L127
- Onodera, S., et al. 2012, PASJ, 64, 133
- Ota, N., et al. 2008, A&A, 491, 363
- Oteo, I., et al. 2018, ApJ, 856, 72
- Oya, Y. et al. 2016, ApJ, 824, 88
- Oya, Y. et al. 2017, ApJ, 837, 174
- Oya, Y., et al., 2018, ApJ, 863, 72
- Palmer et al. 2017, Sci. Adv., 3, e1700022

- Pascucci, I. et al. 2016, ApJ, 831, 125
- Peretto, N., et al. 2013, A&A, 555, A112
- Pérez, L. M., et al., 2016, Science, 353, 1519
- Piccialli, A. et al. 2017, A&A, 606, A53
- Pontoppidan, K. M. et al. 2014, in Protostars & Planets VI, p.363
- Ramstedt, S., et al. 2014, A&A, 570, L14
- Raga, A., Cabrit, S., 1993, A&A, 278, 267
- Rathborne, J. M., et al. 2006, ApJ, 641, 389
- Reid, M.M., Goldston, J.E., 2002, ApJ, 568, 931
- Richards, A.M.S., et al. 2014, A&A, 572, L9
- Riechers, D., et al. 2014, ApJ, 796, 84
- Rybak, M., et al. 2015a, MNRAS, 451, L40
- Rybak, M., et al. 2015b, MNRAS, 453, 26
- Sadavoy, S. I. et al. 2018, ApJ, 859, 165
- Sahai, R. et al. 2017, ApJ, 835, L13
- Saintonge, A., et al. 2012, ApJ, 758, 73
- Saigo, K., et al. 2017, ApJ, 835, 108
- Sakai, N. et al. 2014, Nature, 507, 78
- Sakai, N. et al. 2016, ApJL, 820, L34
- Sakai, N. et al. 2017, MNRAS, 467, L76
- Sakai, T., et al. 2013, ApJL, 775, L31
- Sakamoto, K., et al., 1999, ApJ, 514, 68
- Sakamoto, K., et al., 2017, ApJ, 849, 14
- Sawara T., et al., 2016, MNRAS 457, 1931
- Sayers, J., et al. 2013, ApJ, 778, 52
- Scoville, N., et al., 2017, ApJ, 836, 66
- Scoville, N., et al. 2017, ApJ, 837, 150
- Sewilo, M., et al. 2018, ApJL, 853, L19
- Sharda, P., et al. 2018, MNRAS, 477, 4380
- Shimonishi, T. et al. 2016, ApJ, 827, 72
- Shimonishi, T., et al. 2018, ApJ, 862, 102
- Shimojo, M., et al. 2017a, ApJL, 841, L5
- Shimojo, M., et al. 2017b, Solar Physics, 292, 87
- Shinnaga, H., et al. 1999, PASJ, 51, 175
- Shinnaga, H., et al. 2004, ApJ, 616, L47
- Shinnaga, H., et al. 2017, PASJ, 69, L10
- Shimakawa, R., et al. 2018, MNRAS, 473, 1977
- Shu, F. H. 1977, ApJ, 214, 488
- Shu, F. H., et al., 1994, ApJ, 429, 797
- Spilker, J. S., et al. 2016, ApJ, 826, 112
- Strandet, M. L., et al. 2016, ApJ, 822, 80
- Sunyaev, R. A. & Zel'dovich, Ya. B. 1970, Astrophys. Space Sci. 7, 3
- Sunyaev, R. A. & Zel'dovich, Ya. B. 1972, Comments Astrophys. Space Phys. 4, 173
- Swinbank, A. M., et al. 2015, ApJL, 806, L17
- Tachibana, S. et al. 2017, Science Advances, 3, eaao2538
- Takahashi, S. Z. and Inutsuka, S. 2016, AJ, 152, 184
- Takakuwa, S., et al. 2014, ApJ, 796, 1
- Takakuwa, S. et al. 2017, ApJ, 837, 86
- Takigawa, A., et al., 2017, Sci. Adv. 3, eaao2149
- Takano, S., et al. 2014, PASJ, 66, 75
- Tan, J. C., et al. 2013, ApJ, 779, 96
- Tan, J. C., et al. 2016, ApJL, 821, L3
- Tanaka, K. E. I., et al., 2017, ApJ, 835, 32
- Tamura, Y., et al. 2015, PASJ, 67, 72
- Tamura, Y., et al. 2018, arXiv: 1806.04132
- The Extrasolar Planets Encyclopaedia <http://exoplanet.eu>
- Tsukagoshi, T. et al. 2016, ApJL, 829, L35
- Tobin J. J., et al. 2016, ApJ, 818, 73
- Toba, Y., et al., 2017, ApJ, 851, 98
- Tokuda, K., et al. 2014, ApJL, 789, L4
- Tokuda, K., et al. 2016, ApJ, 826, 26
- Tomida, K., et al., 2017, ApJL, 835, L11
- Tomisaka, K., Tomida, K., 2011, PASJ, 63, 1151
- Tombesi, F., et al., 2015, Nature, 519, 436
- Toomre, A., 1964, ApJ, 139, 1217
- Tosaki, T. et al. 2017, PASJ, 2017, 69, 1
- Tristram et al. 2014, A&A, 563, 82
- Trumbo, S. K. 2017, AJ, 154, 148
- Umehata, H., et al. 2015, ApJ, 815, L8
- Umehata, H., et al. 2018, PASJ, 70, 65
- van der Marel, N. et al. 2013, Science, 340, 1199
- Vernazza, J.E., et al. 1981, ApJS, 45, 635
- Vieira, J., et al. 2013, Nature, 495, 344
- Vlemmings, W., et al. 2017, Nature Astronomy, 1, 848
- Veilleux, S., et al., 2017, ApJ, 843, 18
- Walsh, C. et al. 2014, A&A, 563, A33
- Walsh, C. et al. 2016, ApJL, 823, L10
- Wang, R et al., 2016, ApJ, 830, 53
- Wang et al. 2018, ApJ, in press, arXiv: 1810.10558
- Watson, D., et al. 2015, Nature, 519, 327
- Weiss, A., et al. 2013, ApJ, 767, 88
- White, S.M., et al. 2017, Solar Physics, 292, 88
- Willott, C., et al., 2015, ApJ, 807, 180
- Wong, K. C., et al. 2015, ApJ, 811, 115
- Wong, K. C., et al. 2017, ApJ, 843, 35
- Wolfire, M. G., Cassinelli, J. P., 1987, ApJ, 319, 850
- Wu, B., et al. 2017, ApJ, 835, 137
- Yen, H.-W., et al., 2014, 793, 1
- Yokoyama, T., et al. 2018, ApJ, 863, 96
- Yu, M. et al. 2016, ApJ, 822, 53
- Zhang, Z.-Y., et al. 2018, Nature, 558, 260
- Zhang, Ke. et al. 2015, ApJL, 806, L7
- Zhang, Ke. et al. 2017, Nature Astronomy, 1, 130
- Zsom, A. et al. 2010, A&A, 513, A57

第4章

アルマ2プロジェクトの科学的展望

4.1

アルマ2プロジェクトの

3大研究テーマに関する展望

4.1.1 太陽系以外の惑星系とその形成の解明

アルマ望遠鏡によるこれまでの観測は、我々の惑星系の形成に対する認識を確実に変えつつある(3.1.1節)。しかし、原始惑星系円盤で実際に起きていることをより深く理解するためには、観測天体数の統計を向上させるのはもちろん、ほぼ未開拓と言える領域(より若い天体、より星に近い領域、惑星の成長過程、未検出の分子種等)へも踏み込んでいく必要がある。以下では、惑星系形成の解明へと繋げるために目指すべき科学目標を議論する。

4.1.1.1 円盤形成研究の今後

アルマ望遠鏡の登場以降、それまで円盤研究の主な対象となっていた天体よりも早期の進化段階で星周円盤構造が確認され、かつその形成の様子が明らかにされてきている(3.1.1.1節)。誕生間もない原始星の場合、円盤は周囲に残存する大量のガスや塵に覆われている。このような状態にある形成期の円盤を研究するにあたり、今後取り組むべき課題を以下に3点述べる。

まず、原始星周辺からの物質放出現象(円盤風・双極分子流・ジェットなど)の機構の解明が挙げられる。これまで物質放出現象と円盤形成は独立に研究が進められてきたが、アルマ望遠鏡の観測が進むにつれ、同じ問題を別の角度から取り扱っている様相が明らかになってきた。回転円盤が形成・成長し、その円盤から徐々に中心の原始星へとガスが運ばれて原始星が成長していくためには、円盤物質の持っていた角運動量が抜き取られる必要がある。物質放出現象が角運動量を抜き取る役割を担っていることはこれまでも認識されてきたが、その放出機構については観測的な理解が十分得られていない。その状況下で、アルマ望遠鏡は次々と分子流駆動源の構造を空間分解して描き出す成果を上げつつある(e.g., Lee et al. 2018)。分子流の駆動メカニズムとしては、より高速で細く絞られたジェットが周囲のガスを引きずるという説や、星周円盤から物質が直接流れ出すという説(円盤風)などがあるが、これまでの観測成果は円盤風説を支持する(図4.1、3.2.2.4節)。今後、磁場と円盤・分子流の関係や、角運動量分布などをより系統的に、詳しく調べていくことで、原始星からの物質放出現象の物理的性質に関する理解が確立されるだろう。角運動量の輸送機構は、円盤形成にとっても大変重要である。角運動量の抜き取りに関してこれ以外に考慮すべき点は、円盤中の物質と磁場との相互作用で

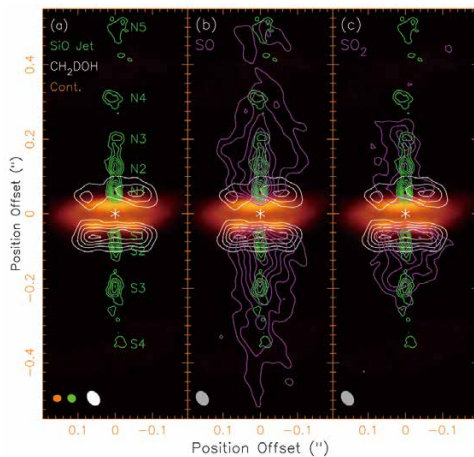


図 4.1: SO 分子で観測された HH212 における円盤風。中央の原始星円盤全面から上下に噴き出している様子がとらえられた (Lee et al. 2018)。

ある。磁場を考慮したある理論計算 (Zhao et al. 2018) では、遠心力バリア (3.1.1.1 節) で円盤自体がいくつかのかたまりに分裂したり渦状腕を作ったりする可能性も指摘された。このことは、原始惑星系円盤の形成にとどまらず、原始星から離れた領域で分裂片から巨大惑星や伴星が形成される可能性へも、新たに波及していく期待を抱かせる。

第二に、物質進化に関する研究の展開である。地球は太陽系の一員として約 46 億年前に誕生したが、誕生当時の化学的・物質的環境はほとんど未解明である。太陽系のような惑星系の誕生について、質量などの物理的性質だけでなく、化学的側面からも理解を深めることは、私たちの起源を知るという意味でも必要不可欠である。太陽系物質の探査という惑星科学的手法も必須であるが (4.2.3 節も参照)、天文観測では、誕生しつつある (太陽系以外の) 惑星系、すなわち原始惑星系円盤の化学組成に関する情報が得られる。最近のアルマ望遠鏡観測では、まだ周囲のガスが降着を続けている早期段階の原始星にも、回転円盤構造の存在が確認されている。惑星系形成における化学進化の初期条件を解明するためには、これら円盤形成初期の物理・化学構造の研究が極めて重要である。今後、多くの天体に対して円盤形成領域におけるより詳細な化学組成の観測が展開され、原始惑星系円盤の化学組成に関する統計的情報が明らかになると期待できる。実際すでに、原始星のごく初期段階にあたる天体の観測により、円盤形成領域における化学的多様性が示唆されつつある。へびつかい座の IRASI6293-2422 では遠心力バリア付近に様々な飽和有機分子が大量に存在する一方 (Oya et al. 2016)、おうし座の L1527 では炭素鎖分子に代表される不飽和有機分子が遠心力バリア付近まで卓越している (3.1.1.2 節)。これらの結果は、今後形成される惑星系の化学的多様性を予見させる。円盤の速度構造を考慮しつつ、ガス化学組成の半径依存性を明らかにするには、高感度・高空間解像度を実現しつつ、多数の輝線

に対する速度構造解析が必要となる。今後のアルマ望遠鏡ではこの方向性も開拓されるだろう。原始惑星系円盤形成初期の化学的多様性の全貌が明らかになれば、私たちの太陽系の希少性、あるいは普遍性も明らかになると期待される。

最後に、実際の惑星形成、特に岩石惑星やガス惑星のコアの形成が、時間的・空間的にどう進展するのかという問題がある。ここでも、アルマ望遠鏡は既に我々の認識に大きな変革をもたらしている。特に、おうし座 HL 星のリング構造の発見 (3.1.1.2 節、ALMA Partnership et al. 2015) により、年齢 100 万年以内という、従来考えられていたよりも早期に惑星が誕生する可能性が指摘されている。惑星形成は、化学と物理が密接に絡み合った複雑な問題でもある。岩石惑星の形成には塵のサイズが何桁も成長しなければならないが、この成長過程は深い謎に包まれている。最近のアルマ望遠鏡観測では、円盤を取り囲んでいる大量のガスや塵がダイナミックに降着している非常に若い天体に対してですら、塵の成長が示唆される結果が得られ始めている (Li et al. 2017)。中心の星・円盤系に物質が降着し続けている段階ですでに塵の成長が始まっているのだとすると、惑星形成を考える上で非常に興味深い。一方、この議論では塵の放射率がそのサイズによって変化することが前提となっているが、塵の放射率はそのサイズだけではなく、組成や構造 (空隙率) などの性質にも依存すると考えられる。今後、アルマ望遠鏡の成果に背中を押される形で、理論や実験などの手法でも、塵のミクロな性質に関する研究の進展が期待される。

このように円盤形成領域の観測は、円盤形成過程のみならず、惑星系形成や太陽系の化学的起源という側面からも大変重要な役割を担っており、今後大きな進展が期待される。

4.1.1.2 地球型惑星の形成、原始惑星の成長

アルマ望遠鏡による原始惑星系円盤の高解像度観測によって、原始惑星系円盤の多様な構造が明らかになってきた (3.1.1.3 節)。しかしそのほとんどは、塵粒子からの連続波成分の観測によるものであり、また、天体数も限られている。惑星形成の現場の理解を深めるためには、質的に新しい観測が必要である。今後推進すべき課題として、ここでは、(1) 円盤におけるガス構造、(2) より高解像度での塵放射構造、(3) 原始惑星系円盤における時間変動、の 3 つを取り上げたい。

(1) 原始惑星系円盤におけるガスの構造

将来に向けての重要な課題の一つが、原始惑星系円盤のガス分布の高解像度観測である。ガス成分は原始惑星系円盤の主要成分であり、塵成分に比較して円盤全体では 100 倍もの質量を担うと考えられている。すなわち、

原始惑星系円盤における塵成分の振る舞いはガス分布によって決定されるといい良く、例えば、ガスの物理量で1%程度の僅かな変化も、塵成分の振る舞いには極めて大きな影響を与える。地球のような惑星の材料となるのは塵成分であるから、惑星形成を知るためには、ガスの分布をとらえ、それが塵に対してどう影響を与えているのかを理解する必要がある。一方で観測的には、ガスは周波数帯域幅が限られた輝線として電波を放射するため、同時観測可能な帯域を広げても信号雑音比を上げにくいという困難がある。すなわち、長い観測時間が要求される。しかしそれでも、アルマ望遠鏡でなければ得られない情報は多い。例えば、3.1.1節で取り上げたおうし座 HL 星に付随する円盤の構造を作るメカニズムとして挙げられているいくつかの説は、ガスの詳細構造の解明を通じてその妥当性が判定できる。すなわち、塵粒子に加えてガス分布の情報を組み合わせることで、より効果的に「惑星形成の現場」の様子をとらえることができる。現在、塵からの放射で見えている様々な構造が本当に「惑星形成の現場を目撃した」ことに対応するのかどうか、ガスの観測が一つの大きな鍵を握っていると言える。

ガス観測ではさらに、単にその分布だけでなく、ガスの(視線方向の)運動の情報も得られる。すなわち、円盤におけるダイナミックな運動の様子をガス観測によって知ることができ、円盤の状態についてより強い制限がかけられる。図 4.2 に、HD 163296 という星において行われた、原始惑星系円盤のガス観測の結果を示す (Pinte et al. 2018)。これはガス放射のうち、ある速度範囲内の放射のみを取り出した画像である。全体として見える傾いた U 字型の構造は、中心星の周囲の回転を示す特徴的な構造であるが、注意深くみると、U 字の左上の部分に切れたような構造が確認できる。これは、円盤の中に惑星が存在したときに、その重力によるガス運動の局所の変化によ

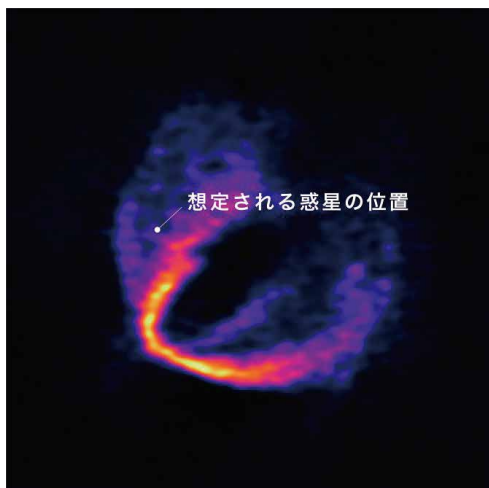


図 4.2 : HD 163296 周囲の原始惑星系円盤のガス放射について、ある特定の速度で我々に近づく成分のみを取り出した画像。
Credit: ESO, ALMA (ESO/NAOJ/NRAO); Pinte et al.

て生じる構造と似ており、この場所に惑星の存在が示唆される。また、この「切れ目」の強さは惑星の質量に依存するはずなので、この構造から惑星の質量を推定することも可能である。空間的なガスの分布に加えて速度構造の情報も組み合わせれば、原始惑星系円盤で何が起きているのか、例えば、原始惑星系円盤にすでに惑星が出来ているのかというような問いに対して、強い根拠を持って答えることができる。

(2) 地球型惑星形成領域の空間分解

中心星から1天文単位程度離れた領域は、まさに我々の太陽系の地球型惑星が存在する領域に対応している。すなわち、地球のような惑星がどのように形成されるのか、という問題に直接アプローチしていくためには、この領域に踏み込み、そこで起きている現象をとらえていく必要がある。特に、リング状構造など形成中の惑星に付随する特徴的構造をとらえることで、生命を宿す地球のような惑星の形成が円盤内で実際に起きているのかという基本的な問いに答えるための手がかりが得られる。

現状のアルマ望遠鏡による原始惑星系円盤の高解像度観測は、大気の安定度の観点から波長 1mm 程度で行われることが多く、原始惑星系円盤までの典型的な距離(およそ 450 光年)において得られる最高解像度は、4 天文単位から 5 天文単位である(注: 3.1.1 節で取り上げたうみへび座 TW 星は、その距離が 175 光年と近いために例外的に 1 天文単位程度の空間解像度を達成している)。すなわち、アルマ望遠鏡は現状では、地球型惑星の領域を空間分解しきほどの解像度には届いていない。例えばおうし座 DM 星周囲の原始惑星系円盤では、アルマ望遠鏡によって半径 3.2 天文単位の場所で放射が検出された(図 4.3; Kudo et al. 2018)。詳しいデータ解析から環状の構造であると推定されたが、その形は判別しづらく、それ以上の制限をつけることは難しい。太陽系との類推で言えば、中心星から 3.2 天文単位程度離れた場所は小惑星帯の位置におよそ対応しているに過ぎず、地球型惑

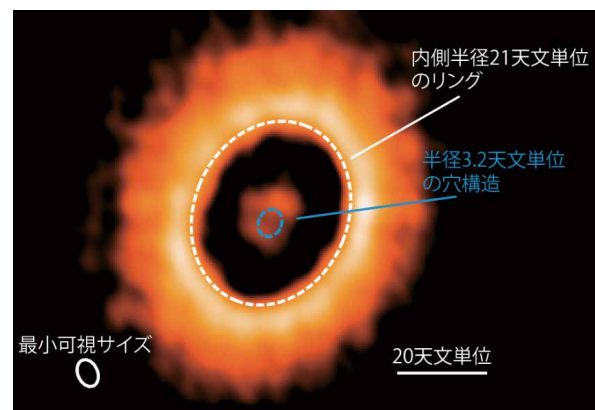


図 4.3 : おうし座 DM 星周囲の原始惑星系円盤について、塵からの放射を捉えた画像。中心付近に、半径 3.2 天文単位の穴の開いた小さな円盤の存在が示唆される (Kudo et al. 2018)。

星の形成領域の詳細を知るには空間解像度が不足していると言わざるを得ない。

2020年代以降に、アルマ望遠鏡最長基線の拡張が実現し、空間解像度が数倍向上すれば、地球型惑星の形成領域までを空間分解する観測も大幅に拡大される。現状では、地球型惑星の形成領域を空間分解可能な天体は数天体程度であるが、この拡張によってさらに遠方の原始惑星系円盤で1天文単位程度の構造を空間分解できるようになると、観測可能になる天体数は一気に数百に増える。すると例えば、地球型惑星領域(中心星から1天文単位程度の距離)と木星型惑星領域(中心星から5天文単位程度の距離)で原始惑星系円盤の構造にどのような違いがあるのかといった問題に対し、多くの天体のデータを背景に確信を持って答えられるようになる。そして、太陽系外の原始惑星系円盤の構造と太陽系との比較などを通じて、我々の太陽系のような構造が宇宙における惑星系として普遍的であるか、といった基本的な問いに対する示唆を得ることができる。

(3) 原始惑星系円盤構造の時間変動

原始惑星系円盤において最も短い変動の時間スケールは、物質が中心星を巡る公転の時間スケール(以下、「力学の時間スケール」と呼ぶ)である。この時間スケールは具体的には、中心星が太陽と同じ質量を持つ場合、中心星から1天文単位の距離で1年、10天文単位の距離で30年、100天文単位の距離で1000年である。円盤における様々な物理過程のうち、特に流体力学を含む力学に関係する過程は、多くの場合、この力学の時間スケール程度で起こるものと考えられる。この「力学の時間スケール」で起こる現象を時間変動として直接とらえることが出来れば、原始惑星系円盤における物理現象の理解が飛躍的に深まると期待される。

一例として、原始惑星系円盤に存在する惑星が作り出す渦巻き状構造の時間変動を考える。渦巻きを作っている原因が惑星であれば、その渦巻きは惑星の公転とともに回転し、惑星から離れた場所でも惑星と同じ角速度で公転する。一方で、中心星周囲の公転の角速度は、中心星からの距離が遠くなるにつれて遅くなる。そのため、原始惑星系円盤の中に渦巻き状の構造が観測された場合、渦巻きが中心星の周囲を回転する速さがその場での公転の速さと異なっていれば、渦巻き構造は円盤内の惑星によって作られたものであるという強い証拠になる。このような観測は、惑星形成が終了したと思われる段階の残骸円盤においてごく少数なされているが、惑星形成初期の段階にある原始惑星系円盤では行われていない。これは、残骸円盤の方が我々のより近傍にあり、観測しやすいためである。原始惑星系円盤における時間変動を捉えられれば、それを引き起こす力学的な過程が何かという問いに直接答えられる。そして、それが円盤内に形成された惑星と関

係する場合は、惑星の位置や質量などに、他の観測では得られない制限を与えるだろう。円盤における力学的な基礎過程を解明できるだけでなく、惑星の形成にかかる時間に対し強い制限を付けることになる。

力学の時間スケールは、中心星に近いほど短くなる。そこで、円盤における力学的な時間変動の過程を観測する際には空間解像度が鍵になる。すなわち、高空間解像度の観測で円盤のより内側を観測できるようになれば、その分短い時間間隔で構造変化を捉えることができる。1年から数年に渡り同じ天体を高解像度で繰り返し観測するという、電波領域における「モニター観測」が、惑星形成を解明していくうえでの新たな手法となるかもしれない。

4.1.1.3 偏光を含む塵観測の展望

アルマ望遠鏡による原始惑星系円盤の塵連続波の偏光観測では、従来期待されていた磁場による塵の整列ではなく、塵による散乱で偏光が生じる場合が多いことがわかってきた(3.1.1.3節)。しかし未だ偏光観測は、代表的な数天体に対して主に単一波長で行われ、多波長観測は1、2例が出始めた段階である。これに対し観測可能な原始惑星系円盤は数百から数千存在している。ここでは、技術的に期待される発展を考えた上で、偏光観測から惑星形成の全体像にどう迫り得るかを述べる。

技術的発展の方向性として、二つの期待がある。一点目は、観測可能な波長帯の広がりである。アルマ望遠鏡では波長帯ごとに分けられた10個のバンドで観測するが、現在直線偏光の観測が可能なのは5バンドに限られている。残りのバンドの直線偏光観測の開発が進むと、波長300 μm から7mmの波長で観測が可能となる。これは特に長波長側でメリットがある。今までは最大波長3mmでしか観測できなかったため、偏光度と塵粒子サイズとの関係(Kataoka et al. 2015)から500 μm 程度までの塵しか検出できなかった。これが波長7mmに広がれば、サイズが1mmを超えるものまで観測できるようになり、「原始惑星系円盤の塵サイズはミリメートルサイズまで成長している」という従来の常識の検証が可能となる。

続いて、空間解像度も改善の余地がある。一般的に、同じ観測時間で感度を向上させるには、空間解像度を下げ必要がある。これまでの原始惑星系円盤の偏光観測では、全放射強度の1%に満たない直線偏光を検出するための高感度が必要となることから、典型的な円盤の距離(約450光年)において空間解像度を数十天文単位に設定してきた。しかし、これまでの連続波観測により、原始惑星系円盤は数天文単位スケールのリングのような構造が本質的に重要であることがわかってきた。今後このような高感度・高解像度の偏光観測によって、リングやギャップ構造を分解しながら偏光の強弱を測定できるようになるだろう。す

なわち、円盤のリング・ギャップにおける塵のサイズ分布を直接解明することになる。これは、リング・ギャップ構造が惑星によって作られたものか、あるいはスノーラインのような塵のマイクロ物理で作られたものか(3.1.1.3節)、という議論に強い制限をつけることになるであろう。

偏光観測の天体数の増加は、塵成長の全体像の確立に寄与するはずである。円盤赤道面付近の、惑星形成に最も重要な塵を直接観測できるのが電波の波長帯だけであることを考えると、塵の成長に関する一般的な描像はアルマ望遠鏡による偏光観測でしか得られないかもしれない。この測定を年齢の若い円盤から進化の進んだ円盤まで幅広く行うことで、塵の成長過程における塵サイズの時間依存性を理解することができる。これは、惑星形成の第一段階である塵の合体成長を議論するうえで、非常に基礎的な情報を与える。

偏光観測結果の理論的解釈の観点からは、塵の構造との関連が強い興味を引いてくるはずである。塵が空隙率の高い集合体を経て成長することは、理論的に日本グループが主張しており(e.g. Kataoka et al. 2013)、これが実証されれば惑星形成理論の確立に向けたインパクトは大きい。その実証のために重要なのは、空隙率が高いか低いかを観測的に区別することである。通常連続波観測では、塵のミリ波吸収係数(電磁波の吸収の効率)の情報が得られるが、これだけでは空隙率の大小を区別できないことが理論的に示唆されている。偏光観測は、そこに塵による散乱という別の情報をもたらす、塵の空隙率の推定に手がかりを与えるのである。このような研究には、塵の構造とミリ波吸収・散乱係数の関係を調べる理論的研究が必要であるが、アルマ望遠鏡による観測以前にはミリ波散乱偏光が検出されること自体が検討されていなかったため、理論的整備は今後の課題として残されている。まさに、アルマ望遠鏡によって理論・観測両面において全く新しい研究の一分野が開拓される事例の一つとなるだろう。

スノーラインの観測は、今後、気相の分子種の観測と合わせてさらに活性化していくと考えられる。アルマ望遠鏡の輝線観測により、気相に存在する各分子の存在量が空間的に明かにされていくだろう。これらの分布と、連続波で検出されたようなリング・ギャップ構造が対応すれば、これらの円盤構造がスノーラインや塵焼結の効果によるものである証拠となる(3.1.1.3節)。そうでなければ他の説、とりわけ惑星によるギャップ形成説が有力になっていくであろう。もしリング構造が塵焼結やスノーラインの効果であれば、惑星形成の文脈では塵の組成が重要であるという根拠となり、惑星形成論に塵の組成変化を組み込まなければならなくなるだろう。仮に焼結塵が構造形成を担っていた場合、惑星はどのように形成されるのであろうか。微惑星形成問題に立ち返ると、焼結塵は衝突に対して非

常に脆いため、従来からの懸案であった「衝突破壊問題」はより深刻になる。しかしその一方で、小さな破片の生成はそこに塵の滞留をもたらすため、微惑星形成が促進されるかもしれない。それ以外には、塵がガスに対して質量比で1を超えた場合に塵同士が急速に集まって微惑星へと成長する可能性(ストリーミング不安定性による微惑星成長)を検討することが重要になる。塵の滞留によってリング領域でもし塵・ガス比が1を超えるようであれば、円盤内の限られた領域で微惑星形成が加速するといったシナリオを検討する必要が生じてくる。

4.1.1.4 惑星系研究におけるこれからの科学目標のまとめ

アルマ望遠鏡が新たにもたらしている情報は飛躍的かつ多面的であり、現状はその結果の理解が十分に追いついていないとさえ言える。つまり、これまでの研究の流れを継続していっただけであったとしても、今後しばらくは大きな進歩が約束されている状況にある。しかしここではそれ以上の質的な転換をはかっていくために必要とされる方向性を3つ指摘したい。

第一は、塵連続波で明らかになった円盤の詳細構造をより深く理解する点である。特に、多数の円盤で確認されているリング・ギャップ構造をガス放射でも同定し定量的な特徴付けを行うとともに、それぞれの構造が惑星によって作られたのか否かを検証していくことが大きな課題である。また現状よりさらに最大基線長が拡張されれば、より高い空間解像度によって、より内域(例えばおうし座分子雲等における1天文単位の地球型惑星領域)に踏み込んでリング・ギャップ構造を探索する方向性も有望となる。いづれにしても、対応する惑星を並行して探索する必要があるが、アルマ望遠鏡では、ガスの輝線観測によって大局的な回転運動からの局所的ずれを検出するのが特に有望な方法である。すでにその先駆けといえる結果は得られている(e.g. Teague et al. 2018; Pinte et al. 2018)が、より確かな証拠として確立するためには、円盤を時間において継続的に観測し、そのずれの位置が予想通り変化していくかを確かめる必要がある。惑星の存在が確認されれば、その公転半径と質量が決まり、かつ、それが作るギャップの定量的特徴も抑えられる。周惑星円盤に対する情報も得られるかもしれない。以上は、円盤・惑星相互作用の理解の精緻化に大いに寄与するだろう。

第二に、円盤物質の詳細情報の取得である(原始惑星系円盤の化学進化については4.1.3.1節も参照されたい)。アルマ望遠鏡によって初めて円盤で検出された分子がさらに多くの円盤で検出され、それらを統計的に理解していくことにより、円盤ガス化学の進化や多様性のパターンが明らかになっていくと予想される。また、円盤でアルマ望遠鏡が初めて検出した分子種の多くは、太陽系で詳しく

調べられている彗星や惑星・衛星大気にも共通して含まれており、両者の比較による新たな研究の展開が期待される。その際には、生命の起点となる物質の探索という観点も、研究の推進力となるだろう。さらに、塵放射の直線偏光による塵サイズの定量や残骸円盤を含めたガス散逸機構の研究でも大きな進展が期待できる。これらを通じ、宇宙物質から惑星物質への進化過程の総合的理解が得られるだろう。

上記2点の追求においては、輝線に対する飛躍的な感度向上が実現されれば理想的である。もっとも直接的な方法はアンテナ増設による開口面積の拡大であるが、近未来の実現は困難かもしれない。しかし、複数の輝線を重ね合わせることでメタノールが円盤中で初検出された (Walsh et al. 2016) 事実も示唆するように、複数輝線の同時観測でも十分な進展は見込める。この同時観測能力を強化する受信機帯域幅の拡大や相関器のアップグレードは、円盤研究の将来にとっても非常に有意義である。

最後に、惑星形成の環境依存性の解明が挙げられる。これまでのアルマ望遠鏡観測の主たる対象は、近傍の低質量星形成領域だった。しかし、研究の進展や観測効率の向上により、今後はより幅広い星形成領域において円盤観測が進むに違いない。具体的には、周囲の巨大星からの紫外線が強い巨大分子雲における円盤の性質や、重元素量存在比が円盤の性質に与える影響などである。どちらの観点についてもすでに先駆的研究はある (Mann et al. 2014; Yasui et al. 2010) が、アルマ望遠鏡を用いた本格的な研究はまさにこれからである。現状のアルマ望遠鏡の装置性能でも一定の進展は期待できるが、対象領域はより遠くにあるため、帯域幅の拡大や相関器アップグレードによる連続波感度の向上、また、輝線同時観測効率の向上が実現すれば、その進展に大きく寄与する。あらゆる星形成環境に適用可能な、究極的な「汎惑星形成論」の構築に向け、アルマ望遠鏡は必要不可欠な観測的情報を提供するだろう。

4.1.2 銀河形成と諸天体の歴史を解明

4.1.2.1 銀河誕生と宇宙再電離

アルマ望遠鏡は、初代天体や初代銀河の形成期とされる赤方偏移 20 (宇宙年齢約 2 億年) でも輝線を検出できる唯

一の現在稼働中の観測装置である (図 4.4)。2021 年 3 月に打ち上げ予定の NASA の JWST も紫外線の炭素輝線を狙えば、現在のアルマ望遠鏡とほぼ同じシグナル・ノイズ比 (S/N) で輝線を検出できる可能性がある (図 4.4)。しかし、空間解像度や輝線の波長分解能はアルマ望遠鏡が著しく優れている (表 4.1)。したがって、今後 20 年間、アルマ望遠鏡が最遠方 (= 最初期) 銀河の輝線検出と、その空間分布や波長プロファイル調べられる観測装置として活躍することは間違いない。

具体的な例として、Hashimoto et al. (2018a) で報告された赤方偏移 9.11 の銀河を取り上げよう。この銀河は観測された時代からさらに 2~3 億年さかのぼった赤方偏移 15 で最初の星形成が起こったと推測され、その星形成率は 16 太陽質量 / 年と推定されている。このときの酸素輝線は、現在のアルマ望遠鏡の性能でも 1 万秒 (= 3 時間弱) の積分をかければ S/N=6 で検出できる。重力レンズにより増光された天体であればもっと小さな星形成率でも輝線検出が可能となろう。さらに積分時間をかければ、空間分解した輝線分布や輝線の波長プロファイルも得られる。また、アルマ望遠鏡は中性酸素の輝線 ([OI]、波長 63 μm)

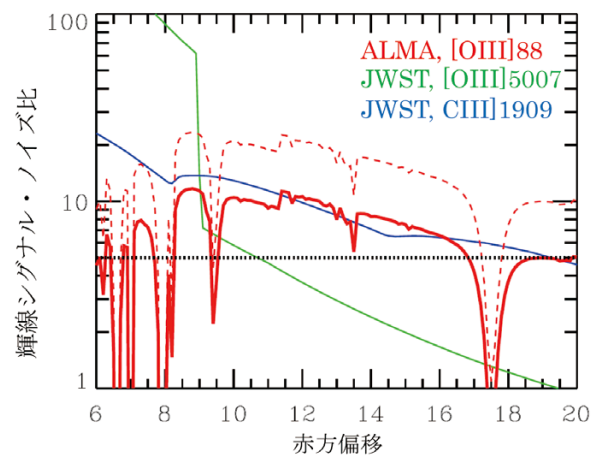


図 4.4: 輝線シグナル・ノイズ比 (S/N) の赤方偏移変化。赤線はアルマ望遠鏡による赤外線 2 階電離酸素輝線 [OIII] 88 (実線は現在の感度、破線は将来 2 倍感度が向上した場合)、緑線は JWST/NIRSpec (赤方偏移 9 以下) もしくは MIRI (赤方偏移 9 以上) による可視光 2 階電離酸素輝線 [OIII] 5007、青線は JWST/NIRSpec による紫外線 2 階電離炭素輝線 CIII] 1909 の予想。黒点線は有意な検出となる S/N=5 の目安。星形成率 = $(20/\mu)$ [太陽質量 / 年] の銀河の場合。ここで μ は重力レンズによる増光率。積分時間は 1 万秒、輝線速度幅 100 km/s = 波長分解能 (アルマ望遠鏡) もしくは波長分解できない場合 (JWST)。

表 4.1: アルマ望遠鏡、JWST、TMT の分光性能比較

	アルマ望遠鏡	JWST NIRSpec / MIRI	TMT IRIS
空間分解能 (秒角)	0.018-1.5 (バンド 6)	0.1 / 0.2-0.8	0.004-0.05
波長分解能 (*)	R ~ 230,000 (バンド 6)	R ~ 100, 1000, 2700 / R ~ 100, 2400	R=4000-8000
ターゲット輝線 (赤方偏移 z)	[OIII] 88 (z=6-39) [OI] 63 (z=8.5-56) [ClI] 158 (z=3-22)	[OIII] 5007 (z=0.2-9 / 9-23) CIII] 1909 (z=2-27)	CIII] 1909 (z=3-12)

(*) R= 波長 / 波長要素。値が大きいくほど細かく分解できる。

や1階電離炭素の輝線 ([CII]、波長 $158\mu\text{m}$) を観測することもできる。さらに、JWST による2階電離炭素輝線 (CIII]、波長 $0.1909\mu\text{m}$) の観測と組み合わせれば、銀河の物理状態や化学進化段階などをより詳細に議論できる。また、この時代の塵(宇宙で最初の星くず)の観測はアルマ望遠鏡でしかできない。このようにして、アルマ望遠鏡による観測を軸として、赤方偏移 >10 という人類未踏の銀河形成初期段階においてさえ、その物理・化学過程をつぶさに解剖することができる。

現時点のフロンティアである宇宙再電離期(赤方偏移6~10)の銀河研究においても、アルマ望遠鏡の観測能力は絶大である。例えば、赤方偏移7.15の銀河から2階電離酸素、1階電離炭素、塵の放射が検出され、詳細に空間分解した議論が行われている(Hashimoto et al. 2018b)。さらに、1階電離窒素、中性酸素、中性炭素、一酸化炭素などさまざまなイオン、原子、分子の輝線を、アルマ望遠鏡は観測することができる。これにより、多様な星間ガス相を網羅的に調査し、宇宙再電離期の多様な銀河種族の形成と進化を描き出すことができる。また、JWSTで紫外線や可視光の酸素や炭素の輝線を観測すれば、さらに銀河形成進化の詳細が分かるようになる、これらの知見をもとに、進化が進んだ赤方偏移 <6 の時代をSPICAで観測して、銀河形成進化論の完成に向けた歩を進めることができる。

アルマ望遠鏡は今後も段階的に機能強化することを構想している。現在の周波数帯域幅7.5GHzでは一度に観測できる2階電離酸素輝線の赤方偏移幅はバンド(赤方偏移)にもよるが、一度に観測できる赤方偏移の幅は0.25-0.68程度である。例えば、Hashimoto et al.(2018a)の赤方偏移9.11で得られた酸素輝線の検出では、4つの周波数設定でそれまでの赤方偏移推定誤差範囲をカバーした。2020年代に帯域幅が2倍になれば、その分一度に観測できる赤方偏移幅も2倍、すなわち、輝線観測効率が2倍となる。また、感度が2倍となればより暗い輝線も検出できる他、より詳細に空間分解、波長分解した観測が可能となる。塵の連続波に関しては、帯域幅の拡張は同時に感度の向上を意味し、受信機感度の向上を合わせて現在より3倍程度の向上となり、宇宙で最初の塵の検出がより容易となる。広視野化も探査効率の向上に直接つながるため重要である。一方、事前に観測天体を準備しない、ブラインド輝線探査で赤方偏移 >10 の最初期輝線銀河を発見するには、1平方度を超える探査面積が必要と推測され、ALMA2で予定されている高感度広帯域マルチビーム受信機の実装が鍵となるであろう。また、計画中のすばる望遠鏡近赤外線広視野探査や大口径単一鏡電波望遠鏡による平方度級撮像探査によって最遠方銀河候補を同定し、それをアルマ望遠鏡で追観測する戦略も引き続き重要であると考えられる。

現在の宇宙に存在するほとんど全ての銀河の中心付近には巨大なブラックホールが存在すると考えられている。しかし、超巨大ブラックホールがどの時代に形成され、どのように銀河とともに進化してきたのか、謎は多い。最近の理論シミュレーションによると、赤方偏移15の時期には、Direct-Collapse Black Hole Formation Modelのプロセスを経て最初の超巨大ブラックホールが形成されることが示されている。このような初期の超巨大ブラックホールを取り巻く電離ガスをALMAで直接検出することも期待される。

4.1.2.2 銀河形成進化の歴史

(1) 宇宙星形成史

アルマ望遠鏡を用いてこれまでに行われてきた広視野サーベイはまだ不十分な点も多い。一つは深さである。これまでの観測では、塵に隠された星形成活動やミリ波帯宇宙背景光に大きく寄与していると考えられている「一般的な」銀河が検出されるようになったが、まだ比較的明るく質量が大きい銀河に限られている(図4.5)。そのため、星形成活動や背景光の全体像の理解には届いていない。もう一つは広さである。これまでに探査された領域は100平方分に満たない。図4.6は、コンピューターシミュレーションによって描き出された今からおよそ100億年前の宇宙のダークマターの分布である。密度が濃い部分には多くの物質が集まり、多数の銀河や大質量な銀河が形成されると考えられている。宇宙に存在する銀河の一般的な描像や平均的な密度を調べるには、この大規模構造全体を観測するような広さのサーベイが必要となる。図4.6の右下の四角は、これまでのアルマ望遠鏡によるサーベイの面積を示している。現状では、大規模構造の非常に限られた領域しか観測できておらず、得られた結果には偏り(バ

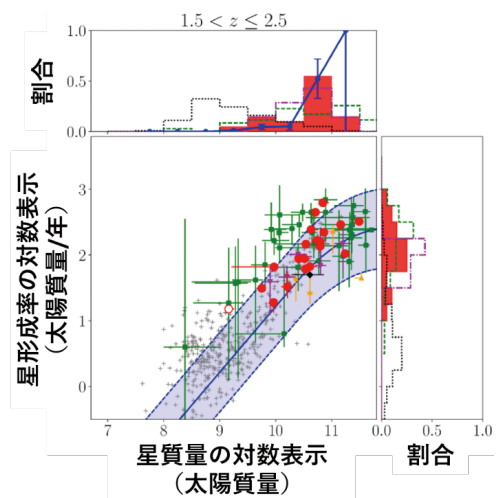


図4.5: 銀河の星質量と星形成率のプロット。赤印はアルマ望遠鏡によるサーベイで検出された銀河。灰色の十字は一般的な銀河。アルマ望遠鏡によるサーベイで一般的な銀河を捉えるには、さらに10倍程度深い観測が必要である(Yamaguchi et al. 2018)。

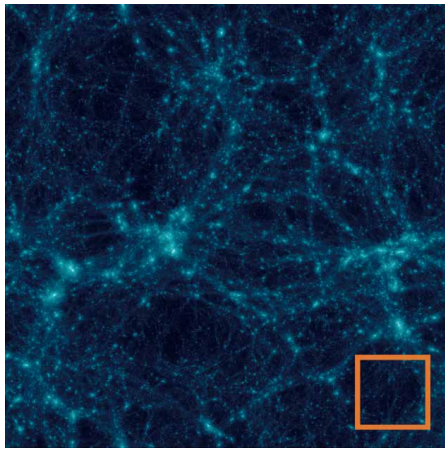


図 4.6: シミュレーションによる 100 億年前の宇宙におけるダークマターの分布(およそ 1 平方度の領域)。右下の四角い枠は、これまでにアルマ望遠鏡によってサーベイされた面積。宇宙の大規模構造を観測して一般的な描像を得るには、これまでの 100 倍以上広い領域を探索する必要がある (Ishiyama et al. 2009)。

イアス)が存在する可能性がある。いかにバイアスを無くすかが重要になる。

従って、2020 年代にアルマ望遠鏡が行うサーベイの方向性としては、より深く、かつより広い観測によってバイアスの無い銀河の探索を行うことである。深さについては、一般的な星形成銀河を検出するには、少なくとも 10 倍深い観測が必要である(図 4.5)。ミリ波帯宇宙背景光の研究からも、現在よりおよそ 10 倍深く探索すれば、背景光の起源を解明できると期待されている。広さについては、宇宙の大規模構造を観測し平均的・一般的な性質を探るために、現在までに観測された面積の 100 倍以上のサーベイ面積が必要である(図 4.6)。

一方で、10 倍の深さを達成することは容易ではない。一つの方法としては、重力レンズ効果による増光を利用して、通常では困難な感度を実質的に達成する手法が考えられる。既にこの効果を利用した研究はいくつかあり、また今後大規模なサーベイが行われる予定である。ただし、重力レンズ効果が利用できる領域は限られているため、いかに広い領域を観測しバイアスを除くかがここでも重要となる。

より広く・深いサーベイを行い、統計的研究に必要な数の銀河サンプルを構築するためには、中長期的にはアルマ望遠鏡の性能向上が不可欠である。例えば、帯域幅を拡張することで連続波での感度の改善も見込まれ、一般的な星形成銀河を捉え、宇宙背景光の起源を詳細に調べるためには大変重要である。また、視野が広がれば、より広い領域を探索することが可能となり、宇宙の一般的な描像得るとともに多数の銀河を検出することが可能となる。感度・視野が共に向上すれば、サーベイ効率を劇的に向上させることが出来るため、「宇宙星形成史」「銀河の形成・進化」「宇宙背景光の起源」の真の理解につながると期待される。

(2) 原始銀河団形成

今後の新たな切り口として、銀河団(銀河の密集領域)の形成史の研究が考えられる。現在の標準モデルである、冷たいダークマターによる構造形成論では、小さな銀河が先に生まれ、それらが合体成長して大きな銀河へと成長する。さらに銀河は寄り集まって、銀河群や銀河団を作ると考えられている。すばる望遠鏡などによる観測で、遠方の宇宙では重力的にはまだ束縛されていない銀河の高密度領域(原始銀河団)が見ついている。宇宙最初期の原始銀河団形成はどのように起こったのだろうか?その疑問に答えるための実験場として、Ishigaki et al. (2016)で報告された A2744z8OD(図 4.7)がある。この領域は半径 6 秒角の円内に赤方偏移 8 付近と推定される銀河が 8 個密集しており、平均密度の 100 倍以上の密度超過となっている。初期宇宙でこのような構造が生まれるのは極めてまれと考えられる。アルマ望遠鏡により、これら 8 個の銀河のうち、Y5 から塵による放射と弱い 2 階電離酸素輝線が検出され、赤方偏移 8.38 と測定された(Laporte et al. 2017)。今後のアルマ望遠鏡を使った観測で他の銀河の赤方偏移も測定できれば、最初期原始銀河団と確認でき、構造形成論に一石を投じる結果となろう。

一方、宇宙の星形成がピークを迎えた時期における原始銀河団中のサブミリ波銀河の研究で以下の進展が期待される。まず、アンテナの基線長がより長くなり、得られる空間解像度が向上したことを想定する。サイクル 6 公募時点の情報を元に考えると、赤方偏移 3 のサブミリ波銀河に対して、870um で 0.028"/720 光年の解像度がすでに提供されている。これが数倍になったとすると、300 光年よりもよい分解能となる。これは例えば、これは近傍の活動

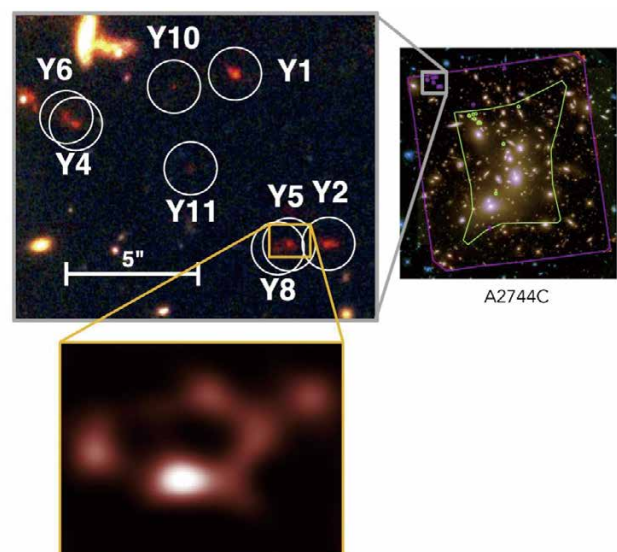


図 4.7: (右上) A2744 領域のハッブル宇宙望遠鏡疑似カラー画像 (Ishigaki et al. 2016)。(左上) 密度超過領域 As744z8OD (Ishigaki et al. 2016)。赤方偏移 8 付近と推定された 8 個の銀河 (左下) 天体 Y5 付近でアルマ望遠鏡が検出したダスト放射 (Laporte et al. 2017)。

銀河核で観測される核周円盤のスケールと同じか近い値となる。サブミリ波銀河の中でブラックホールの成長がどのように進んでいるのか、それが周囲の環境とどう結びついているのか。そういった挑戦が可能になるかもしれない。

受信機等の性能向上により一度に観測できる周波数帯域が広がると、サブミリ波銀河の赤方偏移の決定に大きな利得があることは想像に難くない。激しく塵の減光を受けているような場合、事前に推定することは実質的に難しく、例えば赤方偏移4~7を網羅するような観測が求められる。この種の観測はこれまでその効率の低さから採択は容易ではなかったが、大きくハードルが下がり、統計的な議論も可能になってくるだろう。サブミリ波銀河を手がかりに原始銀河団を発見することも視野に入ってくるはずだ。また、銀河規模のアウトフロー検出への期待も大きい。その速度差、速度幅の大きさからこれまでは単一の周波数設定では観測できないことが多かった。銀河だけでなく、周囲の物質との相互作用について調べる上で、このようなアルマ望遠鏡によるアウトフロー観測は今後その重要性を増していくだろう。

アンテナ数の増加による感度の向上の場合、その期待は多岐にわたるが、ここでは二つの点に触れたい。一つには、より多くの輝線観測の可能性である。例えば、酸素の二階電離輝線 ([OIII] 88 μ m) は赤方偏移3の銀河についてバンド10を用いて観測することが可能だが、このような高周波数の観測が可能な気象条件が得られる機会はアルマ望遠鏡といえども多くはない。高感度化によって短い時間で観測ができれば、このような観測も現実的な時間で可能になってくるだろう。また、アルマ望遠鏡による深宇宙探査(ディープフィールド)がさらに進むと予想される。より広く、より深く原始銀河団における深宇宙探査によって、比較的暗い(数としては多く代表的な)種族の統計的な探査、銀河進化における役割の解明が進むことだろう。

(3) 内部構造(重力レンズによる高分解観測)

重力レンズ効果とアルマ望遠鏡が明らかにした大きい成果の一つは、これまでほとんど「点」にしか見えていなかった爆発的な星形成銀河を、大質量星形成の母体である「巨大分子雲」のサイズまで解像したことであった。驚くべきことに、これらの巨大分子雲は、銀河系内の巨大分子雲の100倍以上もの光度(エネルギー放射量)を持つ。これは、この巨大分子雲の内部で恒星が100倍以上のスピードで生まれていることにほかならないが、なぜそのような爆発的な星形成活動が誘起されているかは依然として未解明である。これを大きく妨げている要因は、星形成の理解の基礎となっている銀河系内の巨大分子雲の研究と高赤方偏移の銀河の研究をつなぐ空間スケールに、依然としてギャップが残存していることによる。したがって、アルマ望遠鏡の性能を空間分解能と感度の両側面から高

めることで、巨大分子雲を解像しその分子ガスの力学的状態、温度や密度などの物理状態、紫外線曝露量などのガスの置かれた環境を決定することが重要である。また、水分子輝線や酸素の高階電離輝線を用いることで、星間物質に埋もれた活動銀河核(急激な成長を遂げる大質量ブラックホール)の探査も可能になる。高解像度・感度の両方が増強されたアルマ望遠鏡、および相補するTMTなどの大口径近赤外線望遠鏡を用いた観測が鍵となる。

また、高い解像度と高い感度を同時に達成するアルマ望遠鏡は、重力レンズ効果により分裂し歪められた像を解析し、現状よりはるかに高い精度で重力レンズの質量モデルを構築することを可能とするであろう。たとえば、前景の重力レンズ効果を引き起こす銀河の詳細な暗黒物質の分布やその中心に位置する超大質量ブラックホールの質量測定は、今後さらに伸びしろのある新しい分野である。さらに、超大質量ブラックホールが形成される際にならざる生じることが期待されるブラックホール同士の衝突直前にある「双子のブラックホール」を発見できる可能性も大きい(Hezaveh et al. 2015)。重力レンズ効果を受けた爆発的な星形成銀河は、これまで数百個が見つかっている。これらの統計的サンプルに対する研究は、暗黒物質ハローの質量分布関数、ブラックホール質量関数など、宇宙の構造形成を理解するうえで重要な知見を提供するはずだ。

(4) 内部構造(分子ガス観測)

アルマ望遠鏡の特長として欠かせないのが高い空間解像度である。近年光赤外での補償光学やハッブル宇宙望遠鏡による銀河解剖学が躍進した。その結果、形成途上銀河がしばしば重い円盤ガスの重力不安定性または銀河同士の合体による複合(クランピー)構造を持つことから、それらが中心に落ち込むことで爆発的な星形成を起こし、バルジを形成するという説が最近注目されるようになった。アルマ望遠鏡は冷たいガスという星形成の材料となる成分を解像することができる。図4.8に赤方偏移2の星形成銀河に対して、アルマ望遠鏡の画像で測定したガスの大きさとHST画像で測定した星の大きさとの比較を示す。その結果、ガスの分布は星よりもよりも中心集中している場合が多く、ガスが中心に落ち込む瞬間をまさに捕らえていると考えられ、上の説を支持している。

アルマ望遠鏡による今後の展開の方向性は大きく分けて三つある。一つ目が分子ガスによる銀河解剖学をさらに系統的に進めることである。これまでアルマ望遠鏡では遠方銀河からのガスと塵の成分の検出がまず優先されてきたが、次の段階では3.1.2.2節で述べたような高い解像度での観測によってキロパーセク以下の大きさの星間物質の空間分布を系統的に調べることである。そして遠方銀河内部の場所ごとの星形成則を導いたり、さらにそれらが銀河のグローバルな性質(星質量、比星形成率、形態)とどのよ

うに相関していて、星形成活動の推移や銀河形態の遷移にガスの物理がどのように関与しているかを突き止めることである。また、CO や [CII] などの輝線を使ってガスの力学構造（視線方向成分）を調べることである。銀河形成過程でのガスの回転およびランダム運動の変遷を調べたり、ガスの流入および流出などの動きを捕らえることによって、爆発的星形成や銀河中心核活動を誘発するガス流入の過程や、それらの高まる活動によるエネルギー注入（フィードバック）によってガスを吹き飛ばし、星形成活動を抑制したり収束させたりする物理過程を実証的に理解することができるであろう。これらの物理過程は現代の銀河形成論において最も大きな謎とされていることであり、アルマ望遠鏡によって飛躍的に理解が進むことが期待される。さらに 30m 望遠鏡 (TMT) ができた暁には、光赤外での星や電離ガスの精緻な銀河解剖学の結果と比較することによって、銀河形成の核心の理解が大いに進むであろう。

二つ目が、銀河の形成・進化に及ぼす環境効果の物理機構を空間分解して調べることである。銀河団形成初期はガスがふんだんにあるが、成長すると逆にガスの供給が鈍る。また銀河団環境では銀河同士の相互作用や、銀河団ガスとの相互作用（動圧）によってガスが剥ぎ取られたり、角運動を失ったガスが中心に流れることが頻繁に見られるかもしれない。これらの現象を実際に解像して捕えることが目標である。

三つ目が、より遠方の（より昔の）銀河形成を暴くことである。銀河形成の最盛期（赤方偏移 2 - 3）を超え、銀河形成の加速期（赤方偏移 >3）の時代に突入り、初期銀河の重くてコンパクトなコアが爆発的に生まれる様子を捕らえたり、銀河中心核の初期フィードバックにより重くて不活発な銀河が初めて出現する瞬間を捕らえたりすることが目標である。図 4.8 は最新のアルマ望遠鏡の高分解能観測によって、赤方偏移 4.3 にある銀河の重いガス円盤が重力的に不安定になり、爆発的星形成を起こしている様子

を捕らえたもので、先駆的な研究として着目される。今後このような研究が系統的に行われるであろう。そして宇宙初期にガスが周辺領域から降り積もり、銀河の形成が加速されてゆく様子を捕らえることができるであろう。

(5) 化学進化

アルマ望遠鏡を活用して銀河化学進化の研究を更に推進する上で重要な観点は、以下の3点である。(1) 観測天体数を増やして統計的信頼性を向上させると同時に、より高赤方偏移の銀河を観測することで銀河進化最初期における化学進化の様子を明らかにする。(2) 使用する輝線の数や組み合わせをより最適化し、他波長での観測結果とも合わせた解析を行うことで、金属量診断方法の系統誤差を軽減させて信頼性のより高い金属量測定をできるようにする。(3) 金属量という観測量を考える際には無視されている「元素ごとの相対組成比」まで観測的に計測し、銀河の初期星形成史や初代星の性質といった未解明問題にプレイクスルーをもたらすことを狙う。以下、それぞれについて展望を示す。

統計精度の向上を考える際には、NASA により 2021 年に打ち上げが予定されている JWST との関係を理解しておく必要がある。これまでの地上観測による金属量診断の限界は地球大気の影響により赤方偏移 4 程度だった一方で、地球大気の影響を受けない JWST では原理的には赤方偏移の限界が無い（現実的には装置感度により赤方偏移の上限は 10 程度となると予想される）。このため、JWST が運用を始めると遠方銀河の金属量測定が系統的に行われる見込みだが、JWST をもってしても塵に覆われた銀河の金属量を測定することは困難であり、依然としてアルマ望遠鏡による高感度ミリ波・サブミリ波観測で遠方銀河の金属量を測定することは重要であり続ける。また、現状よりも高赤方偏移 (5 以上) の銀河に対してアルマ望遠鏡で金属量測定を行おうとした場合、金属量測定に必要な輝線である [CII] 158 μm や [NII] 205 μm が観測の容易

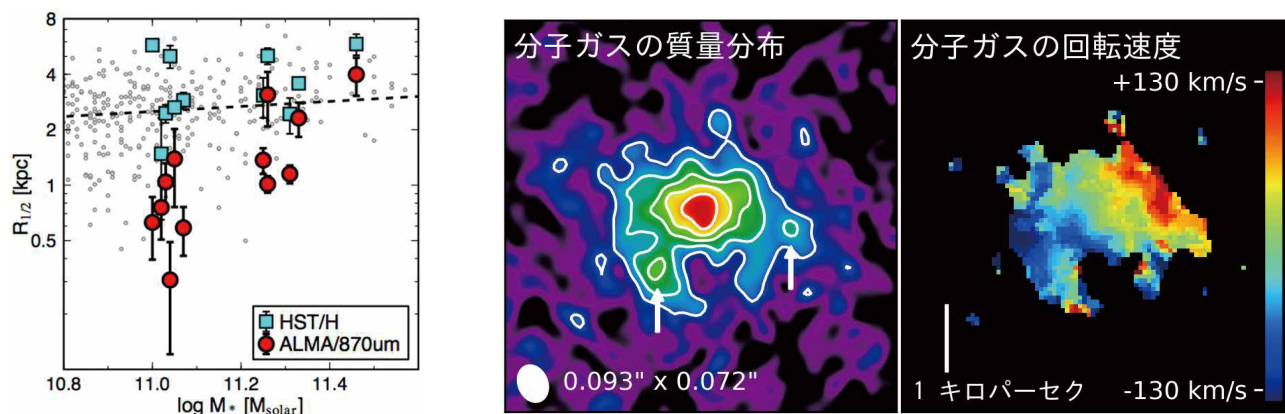


図 4.8: (左) 赤方偏移 2 の星形成銀河の高解像観測により、アルマ望遠鏡で観測される塵の連続波放射の大きさとハッブル望遠鏡で観測される星成分の大きさ（半光度半径）とを比較したもの。前者の方が系統的に小さく、ガスが中心部に落ち込んで爆発的星形成を起こしている瞬間を見ていると考えられる (Tadaki et al. 2017)。(右) 赤方偏移 4.3 にある星形成銀河のアルマ望遠鏡による超高解像度画像 (Tadaki et al. 2018)。重力的に不安定な回転円盤ができており、星形成が爆発的に起こっている様子が捕らえられている。

な低振動数側にシフトすると同時に、更に遠方になると後述する [OIII] $52\mu\text{m}$ ・[NIII] $57\mu\text{m}$ ・[OIII] $88\mu\text{m}$ といった金属量測定に有用な輝線もアルマ望遠鏡の観測バンドにシフトしてくる。本文書の別項目にて詳述されている通り、赤方偏移 8 を超す超遠方銀河においてアルマ望遠鏡を用いた [OIII] $88\mu\text{m}$ の検出が報告され始めている中 (Laporte et al. 2017, Hashimoto et al. 2018, Tamura et al. 2018)、そうした超遠方銀河の金属量測定が今後盛んに行われると期待される。

金属量診断方法の系統誤差を軽減するために、いくつか検討が必要な点がある。3.1.2.2 節の図 3.25 を見ると、[CII] $158\mu\text{m}$ と [NII] $205\mu\text{m}$ の強度比が金属量だけでなくガス密度にも依存し (ガス電離度にも弱く依存)、系統誤差の要因となっていることが分かる。つまり、別の輝線強度比を用いてガス密度やガス電離度を計測しておけば、金属量診断の系統誤差を大きく軽減させることができる。ガス密度の測定には [NII] $122\mu\text{m}$ と [NII] $205\mu\text{m}$ の強度比や [OIII] $52\mu\text{m}$ と [OIII] $88\mu\text{m}$ の強度比が使えるし、ガス電離度の測定には [NII] $205\mu\text{m}$ (または [NII] $122\mu\text{m}$) と [NIII] $57\mu\text{m}$ の輝線比が使えるため、多輝線を組み合わせることでガスの物理化学状態を総合的に診断することで系統誤差の少ない金属量測定が今後のアルマ望遠鏡による観測により可能になっていくと期待される。また、[CII] $158\mu\text{m}$ と [NII] $205\mu\text{m}$ を用いた金属量診断法は、電離領域から放射される [NII] $205\mu\text{m}$ と光解離領域から放射される [CII] $158\mu\text{m}$ を組み合わせることに起因する系統的不定性が懸念されている。そこで、[CII] $158\mu\text{m}$ を使わずに電離領域から放射される輝線である [OIII] $52\mu\text{m}$ ・[NIII] $57\mu\text{m}$ ・[OIII] $88\mu\text{m}$ を組み合わせることで、系統的不定性を大幅に改善させることができると期待される (Nagao et al. 2011, Pereira-Santaella et al. 2017)。こうした短波長の輝線の観測を進めるためには、アルマ望遠鏡のバンド 9、バンド 10 といった高振動数帯での高感度観測が鍵となる。

更に遠方銀河の元素組成比を測定することにより、銀河進化研究に飛躍的なブレイクスルーがもたらされる可能性がある。例えば、酸素は 2 型超新星により短い時間で増加する一方、炭素や窒素は中質量星の進化末期の質量放出が効くため増加にかかる時間が酸素より長い。また、観測的な調査が全く行われていない初代星について、超新星爆発時に炭素が選択的に多く放出されるというモデルが提案されている (Kobayashi et al. 2011, Salvadori et al. 2012)。つまり、炭素・窒素・酸素の元素組成比を明らかにすることで、初期宇宙における星形成活動について新たな知見が得られると期待される。ただし、ガスが放射する輝線の強度は各元素の存在量に単純には比例せず、ガス密度・電離度・温度などに複雑に依存する。このため、元

素組成比を計測するためにはガスの様々なパラメータを同時に決定する必要があるため、多数の輝線を検出してガスの物理化学状態を正確に診断することが求められる。2020 年代末の打ち上げを目指して我が国と欧州が検討中の大型冷却赤外線宇宙望遠鏡 SPICA が中間赤外線から遠赤外線までの波長帯で超高感度分光観測を可能にするため、SPICA とアルマ望遠鏡を連携させることにより、こうした詳細な物理化学状態が初めて可能になると期待される。

4.1.3 膨張宇宙における物質進化を解明

4.1.3.1 惑星系の物質起源

我々の太陽系、あるいは系外惑星系の物質起源を探るうえで鍵となる分子の 1 つに、水分子がある。アルマ望遠鏡で観測可能なサブミリ波の波長帯には水分子とその同位体の輝線が多数存在するが、これらの輝線は原始惑星系円盤からはまだ検出されていない。一方で、アルマ望遠鏡を用いた高空間解像度、高感度観測は、これまで検出が困難であった、散逸段階の円盤からの分子輝線の検出を可能にしつつある。今後、水分子を含めた様々な分子種を様々な進化段階の円盤で観測することにより、原始惑星系円盤から惑星系に至る物質進化に関する研究がさらに進展すると期待される。

(1) 原始惑星系円盤の水のスノーラインの観測

原始惑星系円盤における水 (H_2O) のスノーラインは、既存の惑星形成論において、地球のような岩石惑星と木星のようなガス惑星の境界を支配する、惑星形成の要であると考えられている。また、地球の水の起源を理解する上でも重要な役割を担う。水のスノーラインとは、円盤内において水蒸気が氷に変わる境界を指す。太陽から離れた冷たい領域では水が塵に凍結し、固体成分が増加する。その結果、巨大な固体コアや、そしてそのコアにガスが降着してできる巨大ガス惑星を形成しやすい環境になる。一方で、太陽近くの温かい岩石惑星形成領域では、水は気体の状態にある。従って岩石惑星に水を取り込むためには、スノーラインの外側からやってきた天体による水の供給を考えるか、あるいは岩石惑星が一旦スノーラインの外側に出る必要がある。さらに、塵表面の主な構成要素はスノーラインの外側では水であるのに対し、内側ではケイ酸塩や炭素化合物になるため、塵表面の有機分子生成を考える上でスノーラインの位置は大きな影響を与える。したがって、太陽系を含めた惑星系の形成過程や、地球における生命の源である水の起源、さらには有機分子生成を考える上で、惑星形成時にスノーラインがどこに存在し、どのように時間進化したかを理解することは、非常に重要である。

水分子が放つ輝線は、原始惑星系円盤からの分子輝観測において最も重点的に取り組まれてきた対象の 1 つであ

る。アルマ望遠鏡以前にも、スピッツァー赤外線宇宙望遠鏡、ハーシェル赤外線宇宙望遠鏡で、それぞれ中間赤外線、遠赤外線 + サブミリ波の波長帯で水分子輝線の初検出に成功している (e.g., Carr & Najita 2008; Hogerheijde et al. 2011)。しかし、原始惑星系円盤からの様々な水分子輝線に関する詳細なモデル計算によると、これまでに検出された水分子輝線は円盤表層部や外縁から発せられたものと考えられ、より恒星に近い領域にあるであろう水のスノーラインの位置を測定するには不向きである事実が指摘されている。一方でアルマ望遠鏡の高感度観測を用いれば、スノーライン付近から発せられる水分子輝線がサブミリ波帯で検出可能であると示唆されている。このようなモデル計算には、日本のグループも寄与している (Notsu et al. 2017, 2018)。

アルマ望遠鏡による原始惑星系円盤観測の重要な初期成果の1つに、COのスノーラインの検出がある (図 4.9; Qi et al. 2013)。水は水素結合が効くため他の分子に比べ昇華しにくく、そのスノーラインは太陽型星周りの円盤ではせいぜい星から数天文単位の場合に位置する。一方で、COは水に比べて昇華しやすく、より低温まで気体として存在するため、そのスノーラインは星から数十天文単位の場合に位置する。アルマ望遠鏡を用いた高解像度・高感度観測は、このCOのスノーラインの撮像観測に成功した。モデル計算によると、太陽型星周りの水のスノーラインは星に非常に近い場所に位置するため、その検出はアルマ望遠鏡でもまだ簡単でないと考えられるが、太陽の2倍程度の質量の天体であれば水のスノーラインが10天文単位程度に位置するため、アルマ望遠鏡を用いた高感度観測により検出が可能と予想されている。

原始惑星系円盤内の水のスノーラインの位置は、円盤内の乱流活動の沈下や塵の合体成長に伴い、時間進化すると考えられている (e.g., Oka et al. 2011)。今後のアルマ望遠鏡を用いた高感度観測により、様々な進化段階に

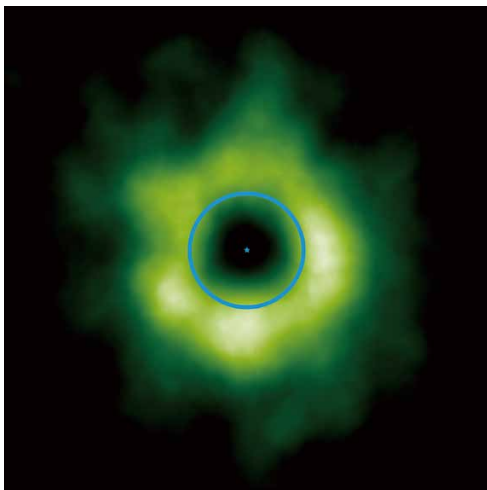


図 4.9: 原始惑星系円盤内の一酸化炭素のスノーラインの観測。青い線は太陽系における海王星の軌道サイズを表す。
Credit: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)

おけるスノーラインの位置の変化が測定されれば、円盤内の惑星形成や岩石惑星への水の輸送、有機分子生成に関する研究の進展に大きく寄与すると期待される。

(2) 原始惑星系円盤ガスから系外惑星大気への進化

1990年代に初めて太陽系外惑星が発見されて以来、現在までに3500個を超える系外惑星が見つかっており、その統計的性質の議論が可能になっている。太陽系形成論は系外惑星の発見以前におおよそ確立していたが、新たに発見された系外惑星の中には、その枠組みでは説明できない性質を持つ惑星が多く存在した。太陽系形成論が、ガス惑星は水のスノーラインの外側で形成されると考えるのに対し、太陽系外で見つかった惑星には、木星よりも大きく、かつ恒星のすぐ近くを公転するものが多数存在した。このような恒星近くのガス惑星の形成機構に関するその後の理論的研究により、古典的太陽系形成論では重要視されていなかった、惑星と円盤ガスの重力相互作用による惑星軌道の進化や、巨大ガス惑星間の重力相互作用によって惑星の軌道が大きく変化する過程が提案されるようになった (e.g., Ida et al. 2013)。すなわち、ガス惑星はスノーラインの外側で形成後、中心星近くまで軌道進化した、というものである。

このシナリオの観測的検証法として、円盤ガスの組成分布と系外ガス惑星大気の組成を比較する手法が提案されている。ガス惑星大気の組成は、形成時の円盤ガスの情報を保持していると考えられる。したがって、惑星大気の組成がわかれば、その惑星が円盤内のどの場所で形成されたかに関する情報が得られる。ここで円盤ガスの組成は、分子のスノーラインの内外で変化すると予想されている。例えば水のスノーラインの内側では気相中の酸素の量が多く、外側では少なくなる。CO₂のスノーラインの外側では、気相中の酸素の量はさらに少なくなる。そのため、様々な原始惑星系円盤の組成分布を観測し、それを系外惑星大気の組成と比較することで、円盤内で惑星が形成された場所に関する手がかりが得られる (e.g., Öberg et al. 2011, Mordasini et al. 2016) (図 4.10)。特に惑星が形成された

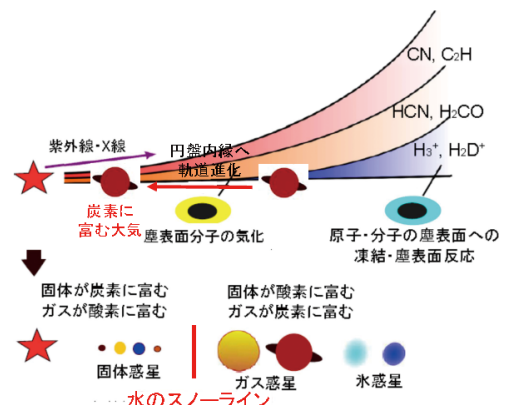


図 4.10: 水のスノーラインの外側で形成された後、円盤内縁に軌道進化したガス惑星大気は炭素に富む。

後、ガスが散逸して軌道進化が終わるまでの間に起こる円盤ガス組成分布の進化を調べるのが重要になる。

アルマ望遠鏡を用いて様々な分子輝線を高感度・高解像度で観測することにより、原始惑星系円盤内の組成分布を調べる研究が現在進められている。この研究テーマは、優れた観測提案に対して長時間の観測時間を与えるラージ・プログラムに選ばれ、今後精力的に観測が進められる予定である。日本人研究者もこのプログラムの主導者の1人としてプログラムを率いている。原始惑星系円盤では、温度や化学組成などが異なる様々な領域から様々な分子輝線が放射される。従って、観測量から円盤内の分子組成を正しく導くためには、円盤物理・化学構造のモデル計算と連携して観測データの解析法を開発することが重要になる。今後世界各国の研究者が一丸となってこのプログラムを進めることで、円盤内の組成分布の時間進化が理解されていくと考えられる。さらにジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡、30m望遠鏡 TMT といった次世代の赤外線望遠鏡を用いた系外惑星大気の組成の観測が進めば、その組成を円盤ガスと比較することにより、太陽系外で発見された短周期ガス惑星の形成過程に関する研究の進展に寄与すると期待される。

(3) 散逸段階にある円盤の化学進化：太陽系内物質の起源

原始惑星系円盤内では、塵やガスの一部が岩石惑星やガス惑星などの天体となる一方、残った塵やガスは時間とともに散逸する。したがって、ガスと塵が散逸しつつある段階の円盤の化学構造を調べることで、我々の太陽系や系外惑星系の形成完了までに起こりうる化学過程の理解が進み、惑星系内物質の起源に迫ることができると考えられる。

アルマ望遠鏡以前で様々な分子輝線の観測が行われたのは、明るい原始惑星系円盤に限られていた。このような円盤は、年齢が100万年程度の若い天体に付随する。一方でアルマ望遠鏡による高感度観測は、残骸円盤と呼ばれる、年齢が1000万年~10億年の太陽のような恒星周りの円盤内のガスの検出を可能にした(e.g., Dent et al. 2014; Hughes et al. 2017)。このような天体には、太陽系の黄道光に相当する、小惑星同士の衝突や彗星の蒸発により放出されたと考えられる塵が付随するものの、ガスはほとんど付随していない。しかしアルマ望遠鏡を用いた高感度観測により、残骸円盤内にわずかに存在するガスが検出されるようになったのである(3.1.1.6節)。残骸円盤に付随するガスには、二種類の起源が考えられている。一つは惑星系内の彗星や氷小惑星のような天体同士が衝突した際の二次的放出物であり、もう一つは散逸せずに残っている原始惑星系円盤内の始原的ガスである(e.g., Wyatt et al. 2015)。若い天体に付随する円盤のガスほど、後者の可能性が高い。

散逸しつつある円盤の化学進化に大きな影響を与える要因の1つに、紫外線量の変化がある。紫外線は円盤内の小さな塵により吸収される。円盤が形成されて間もないころは円盤内には小さな塵が大量に存在するが、塵は衝突して合体成長しつつ大きな天体内にも取り込まれ、存在量が減少していく。若い星は強い紫外線を放射することが観測的に知られているが、紫外線を吸収しやすい小さな塵の量が減ると、星からの紫外線が円盤内に浸透しやすくなる。紫外線は分子を解離し、特に有機分子の生成や分子の同位体比に大きな影響を及ぼす。例えば、複雑な有機分子は主に塵表面で生成されるが、塵表面で紫外線により分子が一部解離し、より反応しやすくなった分子を材料にさらに大きな分子が生成されると考えられている。

また、紫外線による分子の解離は、同位体異常の原因になると考えられる。例えば太陽系の隕石中には、酸素の同位体異常の存在が知られている。隕石中の酸素同位体比を調べると、 $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ と $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ の比がそれぞれ太陽のものよりも大きく、かつ系統的な分布を示す。このような分布の原因として、一酸化炭素の同位体の選択的光解離が提案されている。星間空間において、密度が薄い領域では紫外線の影響が強く、分子は光解離される。密度が濃い領域では紫外線は塵により遮蔽されるが、密度が薄い領域と濃い領域の狭間では、分子自身が紫外線を遮蔽する領域がある。分子は特定の波長の光を吸収して解離するが、 $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ など存在量の多い同位体を含む分子の場合、その分子を解離する波長の光は狭い範囲で消費される。一方で $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ など存在量の少ない同位体を含む分子を解離する波長の光はなかなか消費されず、 $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ が解離されなくなった領域にまで浸透し解離に寄与する。つまりこのような領域で、分子の同位体分別が起こると予想される。一酸化炭素が解離して生成された酸素原子が塵に凍結すると、塵表面で水素と反応して水になると考えられる。同位体分別が起きている領域では、存在量の多い $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ が気相に存在するため、塵表面には ^{17}O や ^{18}O に富んだ水が生成される。したがって、このような水を取りこんだ隕石は ^{17}O や ^{18}O の含有量が多くなると考えられる(e.g., Yurimoto & Kuramoto 2004)。このような選択的光解離による同位体異常は、一酸化炭素だけではなく、窒素分子に対しても起こり得る(Furuya & Aikawa 2018)。

これまでの研究では、星や原始惑星系円盤が形成される直前に分子雲が重力収縮をはじめ、ガス密度が高くなり始めた段階における選択的光解離による同位体分別が考察されてきた。しかし、散逸しつつある円盤においても同様の化学過程は起こり得る。円盤内で塵は合体成長して大きな天体を形成する。一方で成長した塵や大きな天体は、衝突破壊により小さな塵を生成する。円盤内でガスと塵が進化していく各段階において、紫外線量や温度に応

じて化学組成も進化する。結果として、惑星系内に残る天体の最終的な組成は、塵がどの進化段階で天体に取り込まれたかに依存するはずである。

今後、アルマ望遠鏡を用いた暗い原始惑星系円盤の高感度観測により、原始惑星系円盤から残骸円盤に至る途中の、散逸しつつある円盤中の化学組成の理解が深まると考えられる。このような観測は、未だ理解が不十分な円盤ガスの散逸機構に関する研究を進展させる一方で、円盤から惑星系に至る化学進化、すなわち、惑星系内の物質の起源を探る研究の進展にも、大きく貢献すると期待される。

4.1.3.2 太陽系固体天体とアストロバイオロジー

「地球以外に生命を宿す天体は存在するのか、なぜ地球に生命が誕生したのか」という問いに答えることは、21世紀における自然科学の重要課題である。「液体の水」「有機物」「エネルギー」の存在が地球型生命の生存のための必須条件とされるが、最近の太陽系探査によって、地球以外の天体にも、これら三要素が地質時間にわたって存在している（していた）ことが明らかになってきている。例を挙げれば、約38億年前の火星には、地表に液体の水が長期間存在し、そこに太陽光エネルギーも降り注いでいたことが知られている。火星探査車キュリオシティは、当時の湖の底に溜まった泥の堆積物の中から、生命が利用可能な酸化剤と還元剤、さらに複雑な有機物も発見している。また、木星以遠の極寒の世界にも、中心のガス惑星との間の潮汐加熱で内部が暖められ、地下海が存在している氷衛星が複数発見されている。これらは“Ocean Worlds”と呼ばれ、地球を含む古典的な恒星周りのハビタブルゾーンの外に位置する新しい生命生存可能領域として熱い注目を集めている。土星衛星エンセラダスの地下海からは海水が宇宙空間にプルームとして噴出しており、探査機カッシーニはこのプルームを採取し、海水のその場分析をしている。海水には、地熱エネルギーの存在を示す鉱物、生命が利用可能な酸化剤と還元剤、さらには分子量数百以上の複雑な有機物も見つかっている。これらはすべて2015年以降の出来事であり、太陽系における生命の探求は、「液体の水」「有機物」「エネルギー」の発見を踏まえ、その先のターゲットを目指す新たな時代を迎えている（アストロバイオロジーについては4.1.3節も参照）。

そのような中、今後10年で目指すべき、上記の三要素の発見に続く次なる科学目標は何であろうか。それは、(1)「水」「有機物」の起源の解明、(2)「エネルギー」を供給する物質循環の理解、(3)生命指標（バイオマーカー）の予測であろう。(1)は生命を宿しうる天体の普遍性の理解に直結する問題であり、また(2)、(3)の知見なくしては、2030年代以降の来たる生命探査において、探査機をどこ

に着陸させ、どの深さまで掘削し、どのような測定器を搭載していくのかを決定することができない。上記、(1)、(2)、(3)の探索には、探査機によるその場分析・リモートセンシングだけでなく、望遠鏡による太陽系天体の表層環境の時空間変動の長期観測や、直接探査により得られる知見を、多天体を観測・比較することで太陽系全体の物質分布へ展開するアプローチが欠かせない。その中でもアルマ望遠鏡による高い周波数分解能・空間解像度観測は独自の重要性を持ち、同位体組成の測定、バイオマーカーの予測・観測に対して強みを持つ。以下では、上記(1)、(2)、(3)について、アルマ望遠鏡の果たすべき役割や戦略を述べる。

(1) 「水」「有機物」の起源

天体上の水や有機物の起源・進化を明らかにする上での最も重要な手掛かりは、水素、窒素、炭素、硫黄、酸素といった揮発性分子を構成する元素の同位体組成である。これら元素を含む化合物の同位体組成は、原始太陽系円盤の固体物質内で動径方向に対して不均質となることが理論モデルから予測されている。このような円盤理論モデルは、アルマ望遠鏡による原始惑星系円盤の観測の発展と相まって、目覚ましく進展している(3.1.1節)。一方太陽系に関しては、地球以外の固体天体における揮発性元素を含む化合物の同位体組成の情報は非常に乏しい。逆に言えば、太陽系の各天体の揮発性元素の同位体組成や分子種の化学組成がわかれば、構築された理論を用いて、これら天体上の水や有機物が原始太陽系円盤のどの領域の物質に由来するのかを推定することも可能となる。このような固体天体上の揮発性分子の同位体組成の空間分布の理解、そしてそれを使った太陽系内での水・有機物の起源の理解が、2030年までの科学目標となる。

太陽系物質の同位体組成に関する具体的な観測ターゲットとして、木星の衛星エウロパ、イオ、土星の衛星エンセラダス、氷準惑星セレス、彗星や活動的な小惑星などが挙げられる。エウロパ、エンセラダス、セレス、イオからは、内部物質が宇宙空間に放出されており、これらのプルームやトーラス（衛星から放出された物質が、衛星の公転軌道上にドーナツ状に分布している状態）はアルマ望遠鏡による観測対象となる。衛星からプルームとして噴出されているさまを直接的に観測するというのは、アルマ望遠鏡に特に期待される課題と言える。例えば、カッシーニ探査機によって発見されたエンセラダスのプルームの広がりには150km以上に達するケースも報告されている。これは地球から観測すると0.02秒角程度であり、アルマ望遠鏡の最大配列を利用すれば観測を達成し得る空間スケールである。また、プルーム中の H_2O 分子も、推定ではアルマ望遠鏡で十分に検出可能である。エウロパとエンセラダスでは地下海水が放出されており、 H_2O だけでなく

溶存成分である HCN、H₂S、CH₃OH 等の存在量や同位体組成を観測することは重要である。イオからは SO₃ の火山ガスが噴出しており、大気中に存在する SO の同位体 S¹⁸O や S¹⁷O の観測が実現すれば、木星系を作った微惑星の岩石成分の酸素同位体組成を知ることができる。また、彗星や活動的な小惑星などの観測も、継続的に同様の制約を与えてくれることが期待される。これらの観測は、2017 年に終了したカッシーニ探査、2020~2030 年代に実施予定のエウロパ・クリッパーや JUICE といった国際水衛星探査、計画中の彗星や小天体からのサンプルリターン探査とも相補的である。

(2) 「エネルギー」を供給する物質循環の解明

地球上の生命は、環境内に存在する酸化剤と還元剤と体内で化学反応させることで「エネルギー」を得ている。酸化剤は、一般的に大気や表層での光化学反応と水素の宇宙空間への散逸によって天体表面で生成される。一方、還元剤は、還元的な岩石と水との高温の化学反応（熱水反応）によって、天体内部から表層環境に供給される。これら酸化剤と還元剤が、大気や海洋での物質循環によって混合することで非平衡状態が形成され、原始的な生命はこの非平衡状態からエネルギーを取り出して生きている。2030 年代以降の来たる生命探査を行う上での必須事項の一つは、このようなエネルギーが氷衛星や火星上のどこに存在し、どの程度の持続性を持っているのかを知ることである。特に、エネルギーの存在を知る上で、酸化剤と還元剤の移送・混合を支配する物質循環を理解することは 2030 年までの重要な科学目標となる（図 4.11）。

大気・海洋（内部海）における物質循環に関する具体的な観測ターゲットには、エウロパやエンセラダスの地表面からの熱輻射とその時間変化、現在の火星、金星、タイタンにおける大気循環とその時間変化、大気化学反応による微量成分とその時間変化などが含まれる。エウロパやエンセラダスのブルーム噴出孔付近の表面には、地下海からの高温の物質輸送に伴う、高い熱輻射が存在している。

エンセラダスについては、探査機カッシーニの赤外分光計によって南極付近の地表面からの熱異常が観測されており、エウロパについても近年アルマ望遠鏡を使った観測により、ブルーム噴出孔に近い南半球地域に熱異常が発見されている。アルマ望遠鏡の高い空間解像度を活かしてこのような熱異常の空間分布や時間変化を得ることは、内部からの噴出孔の位置やその活動頻度、衛星内部で発生する熱量の時間変化を制約することにつながる。特に、エウロパにおいてこれらが制約できれば、エウロパ・クリッパー探査などの 2020 年代の探査における探査機軌道設計にも重要な指針を与える。火星、金星、タイタンの大気循環やその時間変化、大気中での光化学反応の理解も重要な観測ターゲットである。アルマ望遠鏡が誇る高い周波数分解能・空間解像度の観測によって、大気分子スペクトル線のドップラーシフトから大気循環の時間変動を明らかにすることは、太陽活動や地表からの水や揮発性分子の噴出といった境界条件の変化に対して大気・物質循環がどう応答するかを理解することになる。このような理論の高度化は、過去の火星やタイタン、原始地球といった類似環境の大気循環の予測にもつながる。

(3) バイオマーカーの予測

火星や氷衛星におけるバイオマーカーを予測するためには、そこで生成する酸化剤、還元剤がどのようなものであるかを理解することが必要であり、それこそが 2030 年までの科学目標となる。上述のように、生命は大気表層で生成される酸化剤と、内部から供給される還元剤を環境から獲得し、これらを体内で化学反応させてエネルギーを得ている。そして、その環境において最もエネルギーを獲得できる酸化剤と還元剤の組み合わせを使った代謝を行う生命が、その環境に第一に生息可能となる。例えば、H₂ と SO₃ が多く存在する環境では、これらから H₂S を生成する生命が生息可能であり、H₂ と CO（あるいは CO₂）が存在する環境では、CH₄ を生成する生命が生息可能となる。このように生命の代謝によって生成される分子種がすなわちバイオマーカーであり（上の例では H₂S、CH₄）、言い換えれば、天体上の酸化剤と還元剤の組み合わせや濃度を観測で制約できれば、バイオマーカーを化学熱力学に基づいて予想することができる。予想されるバイオマーカーの観測は、アルマを始めとする望遠鏡だけでなく、直接探査による科学の一目標となるだろう。さらに、地球生命の場合、酸化剤や還元剤といった出発物質と、バイオマーカーである生成物の間に大きな同位体分別が存在する。上記の例でいえば、SO₃ から H₂S を作る生命では両者の硫黄同位体の間に大きな同位体分別が表れる。このような大きな同位体分別は、体内の触媒反応（酵素反応）に起因するため、地球外生命にも当てはまる一般性の高い効果であることが予想される。このようなバイオマ

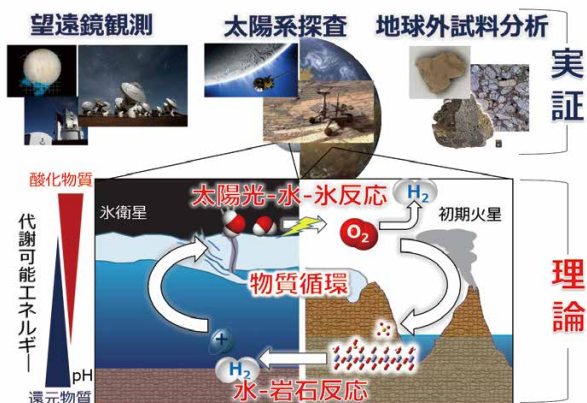


図 4.11：火星や氷衛星で起きる化学反応・物質循環を予測する理論と、それを観測する実証によって、生命利用可能なエネルギーを予測できる。

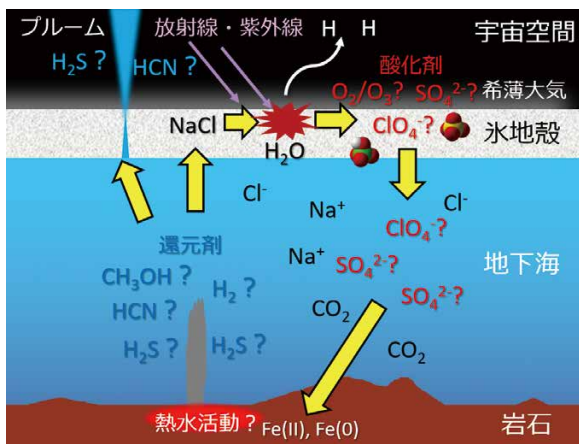


図 4.12: エウロパ地下海の模式図。内部や表層での酸化剤、還元剤の生成反応の理解が重要となる。

カーの同位体組成といったより生命活動の検出に直結する観測や探査の提案は、2030年代以降の科学目標となると予想される。

酸化剤・還元剤の同定、バイオマーカーの予測に関する具体的な観測ターゲットとしては、エウロパやエンセラダスのブルームやそのトーラス、火星の大気表層での O_2 や H_2O_2 、 O_3 といった酸化剤の生成、 CH_4 などの還元剤の大気への供給、そしてそれらの時空間変動などが含まれる(図 4.12)。エウロパのブルームには、 SO_2 や H_2S も含まれる可能性がある。酸化剤には CO_2 、還元剤には H_2 や CH_4 など、すばる望遠鏡や 30m 望遠鏡 TMT (Thirty Meter Telescope: TMT) で観測可能な分子種もあるが、 SO_2 、 H_2S 、 CH_3OH など、アルマ望遠鏡が検出・定量を得意とする分子種も予想される。また、バイオマーカーとなりうる分子種の同位体組成についても、高周波数解像度を持つアルマ望遠鏡が強みをもつ。

なお、以上から明らかのように、本節の冒頭に示した「地球以外に生命を宿す天体は存在するのか、なぜ地球に生命が誕生したのか」という問いに答えるには、天文観測と太陽系探査、さらに地球の微生物学者、地球化学者まで含めた広い研究者コミュニティの創成が重要である。太陽系外惑星の形成の研究(3.1.1、4.1.1 節)を契機に太陽系探査との連携の兆しは見え始めているが、コミュニティ創成の点でもアルマ望遠鏡が引き続き役割を果たすことが期待される。

4.1.3.3 生命素材物質

地球内外の生命を考察する際には、生命の定義を考えなければならない。通常生命とは、①自己と外界を区別できる膜の中にある②外界とエネルギーのやりとりを行って自己組織を維持し(代謝)③自己組織機能を複写する仕組み(遺伝)を持ちつつ④複写時の間違いが環境に適合する(進化)能力を持つ系、と考えることができる。我々が知る全ての生命においては、組織や膜の形成にはタンパク

質や脂質が用いられ、遺伝には核酸が用いられ、自己内部にある水溶液中の化学反応を通じて活動エネルギーを得ている。従って、化学反応の場としての水、組織形成のためのタンパク質(アミノ酸)と脂質、遺伝機能のための核酸、が生命にとって本質的な物質群であると言える。

本項では、生命の本質を理解することに向けたアルマ望遠鏡観測の展望について記述する。これまでの成果で述べたことから分かるように有機物は宇宙の様々な場所に存在するため、以下の研究内容は、地球外生命の存在を追求するために基本的なものである。

(1) 重水素比の空間分布を通じた水の起源の解明

惑星表面に液体の水が存在する可能性がある惑星をハビタブル(居住可能)惑星と呼ぶことから分かるように、生命の存在にとって「水」は極めて重要であると考えられている。水(H_2O)は、宇宙で最も多量に存在する三原子分子であると同時に、様々な物質にとって良い溶媒であるため水溶液中が多様な物質にとって化学反応の場となるからである。

地球表面にも水があるが、実は、その起源はよく分かっていない。地球外から飛来したことは確実であるけれども、水を運搬してきた小天体が隕石なのか彗星なのかが未解明で、天文学や惑星科学における重要な研究課題となっている。図 4.13 に、現在議論対象となっている重水素(D)と通常の水素(H)の比率を示した図を示す。地球(の海水)での重水素水素比(以下、D/H 比という)はおよそ 2×10^{-4} であることが分かっている。この値とほぼ同じ D/H 比を示すのが炭素質コンドライト(図における CI)であったことから、従来、地球の水は隕石がもたらしたと言われていた。隕石よりも多量の水をもたらしたはずの彗星における D/H 比は隕石よりも高いために候補としては劣勢であったが、最近報告された Hartley 第 2 彗星は地球とほぼ同じ D/H 比を示す。従って彗星も水をもたらした有力候補である。

水の起源を探るためには、惑星が誕生しつつあるガス円盤の中の彗星形成領域(中心星から数~30 天文単位)における D/H 比を測定することが鍵と考えられる。アルマ望遠鏡で適切な惑星形成円盤を多数観測し彗星形成領域における D/H 比を測定することにより、「水の起源」を

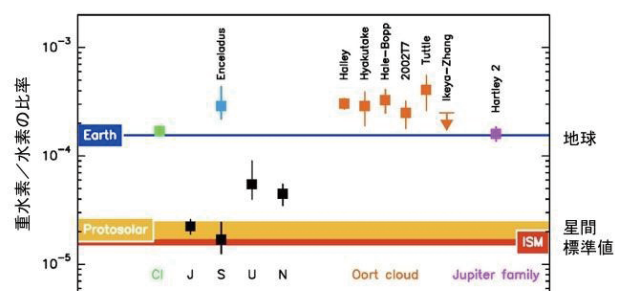


図 4.13: 太陽系内の様々な天体における重水素・水素比。J、S、U、N は木星、土星、天王星、海王星。

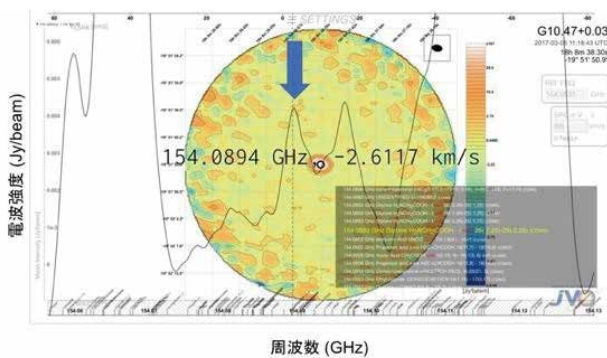


図 4.14：アルマ望遠鏡で観測された、グリシンに周波数が一致するスペクトルのピーク。さらなる観測を積み重ねることにより初の星間グリシンの検出が期待できる。

明らかにできると期待される。

(2) 世界初の星間アミノ酸の検出

タンパク質は、生体の主要な構成要素であり、また、酵素のほとんどがタンパク質であることから、代謝機能の要ともいえる。タンパク質はアミノ酸が多数繋がった高分子であり、地球上の全ての生命は共通して 20 種類のアミノ酸を用いている。このため、宇宙環境でアミノ酸が生成し、存在することを示すことは、地球生命の起源の解明のみならず地球外生命の存在に対する期待を大いに高める。

アルマ望遠鏡の建設目的にはこの課題への挑戦も含まれており、アルマ望遠鏡を用いて最も簡単なアミノ酸であるグリシン ($\text{NH}_2\text{CH}_2\text{COOH}$) を検出しようという試みも実行されている。図 4.14 に現在データ分析が進行中の例を示す。グリシン前駆体として考えられているメチルアミン (CH_3NH_2) が非常に豊富な天体をアルマ望遠鏡で観測したものであり、グリシンの周波数にはほぼ一致する周波数にきれいなピークが見える。しかし、このピークが確かにグリシンが発していることを示すためには、他の周波数にも存在するグリシンからの輝線を多数検出しなければならない。アルマ望遠鏡は波長 7mm から 0.3mm という広帯域を観測できる望遠鏡であるため、アルマ望遠鏡を駆使することにより過去 50 年近くに渡って天文学者が挑み続けて来た星間グリシンの初検出ができることが期待される。グリシンに次いで単純なアミノ酸であるアラニンのスペクトル線は既に実験室で測定されているため、グリシンが検出できれば次の目標はアラニンとなるであろう。

(3) 核酸前駆体の検出

我々が知っている全ての生命体は、核酸塩基の並び方によって遺伝情報を表現している。DNA はアデニン (A)、グアニン (G)、チミン (T)、シトシン (C) の 4 つの核酸塩基を用い、RNA ではシトシンの代わりにウラシル (U) を用いている。既に炭素質コンドライト隕石からは、これらの核酸塩基が検出されており (Martins et al. 2008)、その起源が太陽系内にあるのかそれとも太陽系外にあるのか盛んに議論されている。

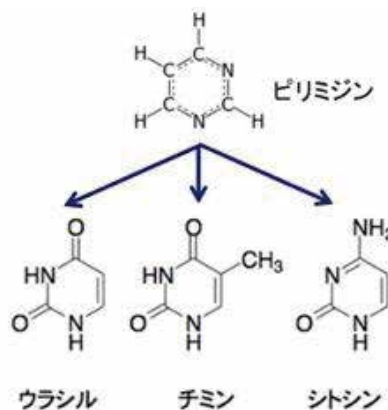


図 4.15：ピリミジンと 3 つの塩基との関係

これらの核酸塩基は環状分子であり、かつ、やや大型であるために、それらを直接宇宙空間で検出することは困難であるが、より小さな前駆体であるピリミジン ($\text{C}_4\text{H}_4\text{N}_2$) については十分可能性がある。しかもピリミジンは、上記の核酸塩基のうちウラシル、チミン、シトシンに共通する前駆体であり (図 4.15)、その輝線周波数も既知である。従って、星間分子雲コアにおいてピリミジンが検出されれば、核酸塩基が宇宙由来であることを強く示唆することとなる。

4.1.3.4 系外惑星における生命の兆候の研究 (TMTとのシナジー)

アストロバイオロジー分野での大きな目標の一つが地球外生命の発見である。太陽系内の天体であれば、探査機による直接検出が技術的には可能である。一方系外惑星における生命の直接検出では、系外惑星に探査機が到達することは現実的には不可能である。そこで、高感度な望遠鏡を用いた間接探査しか方法がなく、惑星表面に存在する生命の兆候 (バイオシグニチャーあるいはバイオマーカーと呼ぶ) を調べることとなる。

ところが、何が「生命の兆候」になるのかがよく分かっていない。これまでに提唱されている「生命の兆候」には酸素 (O_2)、オゾン (O_3)、メタン (CH_4) などが挙げられている。いずれも無機的に生成できる物質であるが、宇宙環境や惑星環境で無機的に生成できる量よりも遙かに多量にこれらの物質が惑星大気に存在すれば、それが生

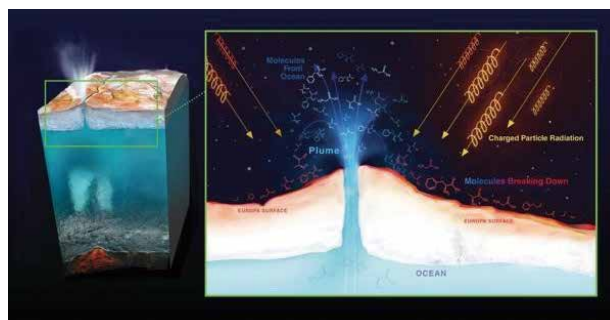


図 4.16：木星の氷衛星であるエウロパの内部海から水が噴き出す様子
Credit: NASA/JPL-Caltech

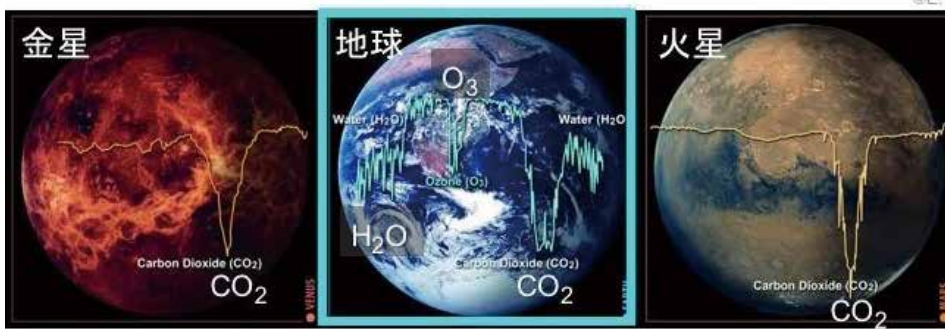


図 4.17: 金星、地球、火星大気の赤外スペクトルの違い。地球にのみ生物由来のオゾン (O₃) の吸収線が見える。

命の兆候となる可能性はある。

そこで、まずアルマ望遠鏡で生物が明らかに存在しない領域(原始惑星系生成領域など)において詳細に酸素などの「生命の兆候」候補の存在量を測定しておき、国立天文台などが推進する 30m 望遠鏡 (Thirty Meter Telescope: TMT) が稼働し始めてから惑星大気中の候補物質の存在量を精密に測定し、無生物環境における存在量と比較することで生命の兆候を示唆することが可能となるであろう。

4.2

アルマ2プロジェクトで 解明する星と宇宙の歴史

4.2.1 太陽と恒星

4.2.1.1 太陽

アルマ太陽観測における主な科学目標の一つは、太陽大気の間層である彩層からのミリ波・サブミリ波放射により彩層における温度分布やその時間変動を詳細に研究し、太陽物理学の大きな謎の一つである彩層・コロナ加熱の解明を行うことである。この目標については、3.2.1 節にて紹介した通り、科学評価観測データを公開した直後から研究成果が発表されている。今後は科学評価観測データからだけでなく、サイクル中に得られた共同利用観測データからも様々な成果が期待される。もう一つのアルマ太陽観測における科学目標は、太陽フレアにて加速された電子の放つミリ波を観測し、粒子加速のメカニズムを探ることである。粒子加速は宇宙の至る所で起きている現象であるが、そのメカニズムには多くの謎がある。一方、高エネルギー電子によるミリ波放射は、アルマ太陽観測データから未だ検出されていない。何故ならば、太陽フレアは黒点など強磁場領域の上空の磁気エネルギーを解放して発生する爆発現象であるのに対し、太陽観測が実質的に開始された 2017 年は黒点の数がかなり少ない時期だったからである。

図 4.18 は 1980 年 1 月から 2017 年 12 月までの太陽黒点数の変動と、2017 年以降の変動を 2007 年から 2017 年のデータで模擬したものである¹。図 4.16 で示されている通りアルマ太陽観測が開始された 2016 年後半は、すでに黒点数が最低レベル近くまで減少している時期であった。また極小期近くの黒点は小さくフレア発生頻度も低く、さらにアルマによる太陽観測は視野が狭く、観測時間も限られるため、太陽フレアのアルマ観測データは 2018 年 7 月現在存在しない。図 4.18 をみると、この状況は 2021 年頃まで継続すると考えられる。よって、アルマ観測データをつかった太陽フレア研究は 2020 年代の課題である。

日本における太陽電波観測は長い歴史を持っており、国立天文台や名古屋大学 空電研究所 (現 名古屋大学 宇宙地球環境研究所) が 1950 年代から太陽電波観測を行なっている²。最近 20 年間では、1992 年から観測を開始した野辺山太陽電波ヘリオグラフの観測データが、世界中の研究者によって太陽フレアやその粒子加速研究に使われている。しかし 2000 年代に入った頃から、太陽電波観測では世界最高の野辺山電波ヘリオグラフの空間解像度で

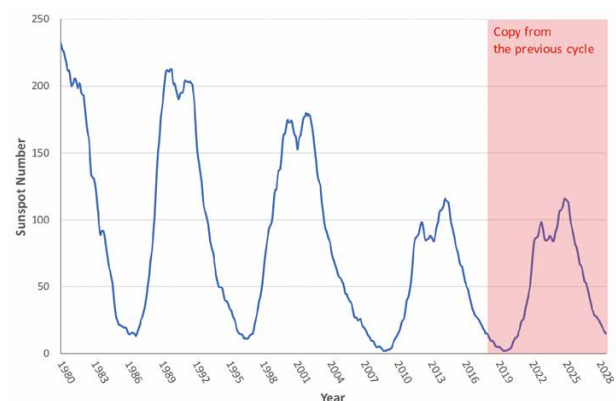


図 4.18: 黒点数の長期変動 (1980 - 2028) 2018 年以降は前周期の変動をコピーしたものである。(Source: WDC-SILSO, Royal Observatory of Belgium, Brussels)

1 もちろん黒点数の変動が前の周期と同じにならないことはグラフを見ても明らかであるが、まだ太陽活動周期のメカニズムは解明されておらず、予測不可能であるため、ここでは次期太陽周期は前周期と同じ変動をする仮定する。太陽活動の周期は 10 年から 12 年の幅をもつので、この表を使った時期の議論に 1-2 年の不確実性があることにご注意いただきたい。

2 https://solar.nro.nao.ac.jp/radioj/radioj_history.html

も他波長の新しい観測装置の解像度に比べて格段に悪く、電波を含んだ多波長データ解析による研究成果の創出が難しくなっていた。図 4.19 は、日本の太陽観測衛星「ひので」の可視光磁場望遠鏡による太陽フレア画像（空間解像度：0.3 秒角）に、野辺山電波ヘリオグラフによる電波画像（空間解像度：10 秒角）と米国 RHESSI 衛星による硬 X 線画像（空間解像度：10 秒角）を重ねたものである。この図で明らかなように、加速された電子の存在を示す電波や硬 X 線画像の解像度と可視光画像の解像度におおきな開きがあり、ひので衛星がみせる微細構造と電波の構造との対応が取れないことがわかる。アルマ望遠鏡による太陽観測では、現在の観測モードでもひので衛星の半分の空間解像度（0.6 秒角 @239GHz）で太陽を観測できる。アルマのフレア観測により、電子が加速される磁場構造を突き止められると期待されている。

太陽フレアの高エネルギー電子によるミリ波放射は、べき関数の連続スペクトルである。この電波スペクトルの傾きから高エネルギー電子のエネルギースペクトルを導出することができ、粒子加速を探るための重要な鍵である。現在アルマ望遠鏡の太陽観測が利用している連続波観測モードでも、最大 15GHz 離れた周波数のミリ波を同時観測しスペクトルを得ることが可能だが、太陽観測の観測精度と 15GHz 離れた時のスペクトルの変化量を考えると、スペクトルの傾きを精度よく求めることは非常に難しい。5 章に書かれているように、観測周波数帯域が 2 倍以上になれば、30GHz 以上離れた周波数を同時観測することができ、連続スペクトルの傾きを精度よく求めることができる。この観測データがあれば太陽フレアのどこに、どのようなエネルギー分布をもった電子が存在するかを秒角レベルで確定することができるだろう。さらに、この時期までに太陽観測での偏波観測、特に円偏波の観測が可能になっている事が望まれる。高エネルギー電子からのミリ波放射は数%から 10% の円偏波率をもち、放射領域の磁場等の情報を持っているからである (Melrose, 1968 など)。秒角レベルでの高エネルギー電子分布および磁場構造の情報があれば

3 バンド3を用いた場合、93GHzと108GHzの両方が観測できる

ば、太陽フレアにおける粒子加速研究が飛躍的に進展するだろう。

4.2.2.2 恒星

アルマ望遠鏡による恒星観測における主な科学目標の一つは、高い空間解像度、周波数分解能、そして史上最大の集光力をを最大限利用し、恒星、特に進化末期の星からの質量放出現象を定性的、定量的に記録し、その物理過程を理解することにある。

アルマ望遠鏡の出現によって、ミリ波・サブミリ波帯に見られる 100 - 3000 ケルビンにわたる熱的連続波放射、多様な分子、また原子の発する非常に多くの輝線に対して、10 - 100 ミリ秒角の解像度で、極めて高感度で撮像することが可能になった。これはつまり、太陽近傍の天体に対しては、太陽サイズの 100 倍に迫る空間解像度を得ることを意味する。この大きさは、長周期変光星の変光周期の間に星から放出された物質が移動できる距離に相当する。同様に、高速ガス流であれば、その内部の三次元運動（視線速度 + 固有運動）を把握できるはずである。このような詳細な調査には、同じ天体を数年～数 10 年に渡って何度も繰り返し撮像することが求められる。既にアルマ望遠鏡で得られた画像データは、このような監視観測における初回時データとしての価値をも持ち合わせている。今後は、このような監視撮像に対応して工夫されたアンテナ配置と観測時間割り当てが実施されることが期待される。またアルマ望遠鏡の最長基線がさらに 2～3 倍にまで拡張されれば、長周期変光星自体も空間分解でき、星周縁内部の振る舞いと恒星表面の分子大気層の温度分布の変化との連動を直接把握できだろう。

3.2.1 節で記述した通り、恒星の質量放出現象は、形状、形態ともに種々様々であり、ほぼ球状、らせん状、はたまた、双極状の分子流を伴うもの、低速のものから高速なものなど、多岐に渡る。星周ガス分布の形状、質量放出の加速機構には、星の磁場、星周領域の磁場が深く関わっていると考えられている（例えば、Blackman et al. 2001）。星周レーザー放射は、レーザーの原理からも理解される通

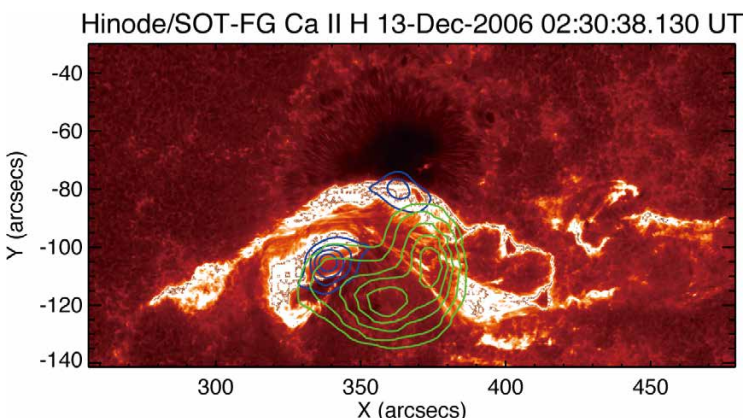


図 4.19: 可視光 (カラー: カルシウム線: ひので衛星)、硬 X 線 (青: >50keV: RHESSI 衛星)、電波 (緑: 34 GHz: 野辺山電波ヘリオグラフ) で見た太陽フレア。高エネルギー電子を見るための硬 X 線や電波の空間解像度が、可視光と比べて非常に悪いことがわかる。(Credit: NAOJ/JAXA, NAOJ, NASA)

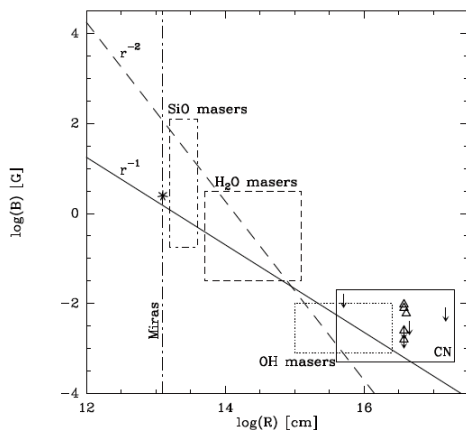


図 4.20 : 星周メーザーに対する偏波観測から得られた星周縁の磁場強度 (Duthu et al. 2017; Vlemmings et al. 2002, 2012 の結果を組み合わせてプロットしたもの)。中心天体からの距離 r の対数に対する磁場 B の強さの変化を表している。点破線 ($B \propto r^{-2}$) と実線 ($B \propto r^{-1}$) はそれぞれ、太陽磁場と双極子磁場の場合の変化を示す。アルマ望遠鏡を使った熱的放射輝線のゼーマン効果と直線偏波の計測により、AGB 星表面から遠く星周縁全体にわたるスケールの磁場について、この図中でのデータ点分布が明白になると期待される。

り、顕著な偏波成分を伴うケースが殆どである。直線偏波や円偏波（ゼーマン効果）による星周縁の磁場強度の測定、推定がされている（図 4.20）。メーザー放射領域の多くは、星周領域の中でも、非常に高密度で塊状の限定的な特殊領域になっており、典型的な星周領域の磁場強度を反映していない可能性がある。おおいぬ座 VY 星の研究例に代表される通り、星からのコロナ質量放出現象に伴い、磁場が物質の集積に伴って増幅されている可能性もある (Shinnaga et al. 2017)。莫大な集光力を駆使して、アルマ望遠鏡を使った星周縁中の熱的放射に対する磁場計測が切望されている。熱的放射の偏波成分は、SiO の $\nu=0$ 輝線を除き、通常割合が極めて小さいので、安定した気象条件での観測が不可欠となる。

上に説明した通り、恒星分野でも、太陽分野、星形成分野、星間現象分野と同様、偏波観測が星間・星周磁場の計測に必須となる。現在、アルマ望遠鏡では Full Stokes の偏波測定がサイクル 6 で公開されたばかりで、かつ、偏波観測はアルマのいわゆる「スタンダードモード」ではないため、採択されたとしても、観測実行例が極めて限られている。これを克服するために、アルマ望遠鏡の偏波特性を完全に理解し、偏波観測がスタンダードモードとして公開されることがコミュニティから切望されている。

一方、極めて期間が短い進化段階にある星々ではあるが、10 キロパーセクの距離にある星々を観測対象にできるのであれば、少なくとも天の川銀河における星間物質循環のストーリーの完成に向けて、恒星進化末期におけるほぼ全ての段階から電波像サンプルを得られるはずである。また、天の川銀河を周回する大小マゼラン銀河の中にある赤色超巨星の星周縁にまで、撮像の手が届くはずである。さらに、AGB 星が銀河中で偏在していることに起因して、

これら AGB 星から放出された物質による電波放射の偏在を確認できるはずである。これにより、また天の川銀河のバルジや中心部の探索も含めて、個々の星々の進化にとどまらず、銀河全体にわたる星形成史の解明につながる知見を得られるはずである。

4.2.2 星の形成

4.2.2.1 星形成に関わる重要なパラメータを

どのようにアルマ望遠鏡で測定/評価するか?

星形成の母体である分子雲の内部運動は超音速の乱流運動が支配的であり、また大局的にはマイクロガウス程度より強い磁場に貫かれているため、星の誕生メカニズムを考える上で乱流と磁場の理解は避けては通れない。しかしながらアルマ望遠鏡の登場以前は多くの場合、乱流場はスペクトルの線幅（熱運動から予想される線幅よりも大きい）として大局的に得られるのみでその詳細観測は遅れていた。また磁場についても、これまでに行われていたのは分子雲全体を貫く非常に大局的な構造や一部の強度の強い天体の測定のみに基づいた考察であり、分子雲コアや原始星周物質における観測的な情報はほとんど得られていなかった。乱暴な言い方をすれば「乱流」という実態がよくわからないものと「磁場」という測定が難しいものに考察を押し付けてきてしまっていた経緯がある。3.2.2 節で述べたように、磁場と乱流、およびそのバランスが重要な役割を果たし、星形成の多様性を生み出していることがアルマ望遠鏡によって明らかになりつつある今、基本的な物理要素の理解に立ち戻って星形成プロセスを見直す必要がある。また、星形成は空間的な大きさと密度が非常に広いダイナミックレンジで変化する現象である。原子ガス（密度 10cm^{-3} ）から星形成直前の超高密度分子雲コア（密度 $>10^6\text{cm}^{-3}$ ）の連続的な進化を追うためにはどんな分子輝線や塵連続波を観測すべきかを把握しておく必要があり、これらについてもアルマ望遠鏡によって新しい窓が開かれつつある。

(1) 星間乱流の生成/散逸メカニズムの調査

乱流の起源やその生成/散逸メカニズムを調べることは、アルマ望遠鏡の重要課題である。Tachihara et al. (2012) の単一鏡を用いた観測によると、分子雲で通常観測される乱流的な線幅は、熱的な線幅に近い小さなガス塊（クランプ）がいくつも重ね合わさることによって生み出されていることが指摘されている。これは温かい原子ガスと冷たい原子ガスの 2 相が混ざり合うことにより熱的不安定性が生じ、星間乱流が生じているという理論モデル (Koyama & Inutsuka 2000) と矛盾がない。分子雲形成時の状態を色濃く残している領域（例えば、高銀緯天体）に対してアルマ望遠鏡を用いて高解像度観測を行い、

個々のクランプの大きさや質量、温度、線幅等を精密に測定し理論シミュレーションとの比較も通して、星間乱流の起源に迫ることが可能になると思われる。

また、若い原始星を含む分子雲コア MC27/L1521F (3.2.2 節参照) では、乱流による衝撃波加熱に起因すると思われる温かいガスが CO 輝線観測により見つかった (Tokuda et al. 2018a)。乱流のエネルギーはこのような衝撃波加熱領域からの放射によって散逸すると考えられている (e.g. Pon et al. 2012; Lehmann & Wardle 2016) ため、様々な進化段階や複数の環境において同様な構造が検出されるかを検証することが、乱流の散逸過程を調べる上で重要になるであろう。このような衝撃波加熱領域は最小で数十天文単位と非常に小さな構造であり、その同定には高解像度の分子輝線観測が必要になる。現在のアルマ望遠鏡での分子輝線観測の解像度は実質的に 0.1 秒角程度にとどまっており、同種の観測を最も近い大質量星形成領域であるオリオン座分子雲まで拡張するのであれば、0.1 秒角を超える解像度を輝線観測で達成しなければならない。輝線観測の感度 (分光チャンネルあたりの感度) の向上は、搭載されている受信機の広帯域化などの比較的マイナーな改良では実現できないため、アンテナ台数の増加など大幅なシステム増強が必要となる。

(2) 分子雲の磁場観測

3.2.2 節で述べたように、これまでのアルマ望遠鏡などによる観測で若い原始星周囲の磁場構造の多様性が明らかになりつつある。ただし、天体の全強度に対する偏光成分は一般的に数%程度あり、これまでアルマ望遠鏡で観測されてきた天体は強度が強い天体が中心であった。近傍星形成領域で見出された星形成直前の高密度分子雲コアや大マゼラン雲大質量星形成領域のフィラメントの 1mm 帯連続波の強度は 1mJy 程度と非常に弱く、現在のアルマ望遠鏡を持ってしても偏光成分の検出は観測点 1 点あたり 20 時間以上必要と見積もられ、すでに限界に近づきつつある。現状では複数点の観測を行うのは現実的ではなく、観測可能な周波数帯域幅を広げるなどによって、2~3 倍程度の感度の向上が必要と考えられる。さらに、現在の偏光観測は非常に視野が狭く (直径数十秒角程度)、空間的に広がった成分を捉える ACA は偏光観測に対応していない。近年、プランク衛星や地上の単一鏡電波望遠鏡に搭載された偏波計によるサブミリ波偏光観測により、分子雲の広範囲な磁場構造が明らかになりつつあることから (e.g. Pattle et al. 2018)、これらの観測と連続的な磁場構造を明らかにする上でも ACA に偏波観測機能を実装することは重要である。また上記で述べた観測は全て直線偏光の観測で、磁場の向きを測定するのみに留まっており、重力 / 乱流のエネルギーとどのような関係にあるかを正確に定量するためにも、今後は分子スペ

クトルのゼーマン効果による円偏光成分を検出し、磁場強度を得る必要がある。

(3) 超低密度 / 高密度分子ガスを探査する手法の確立

分子雲の体積の大部分を担っている密度 $10^2 - 10^4 \text{cm}^{-3}$ 程度の分子ガスは、CO 分子とその同位体からの輝線を用いることによりその全容を明らかにすることが可能であることが確認されてきた (e.g. Mizuno et al. 1995; Onishi et al. 1996; Dame et al. 2001)。しかしながら、原子ガスと分子ガスが混在しているようなより希薄な領域などは、水素分子が存在しながら CO が励起されず観測的に検出できない、いわゆる“ダークガス”の存在がガンマ線等の観測より示唆され (Grenier et al. 2005)、CO だけで分子ガスの全貌をとらえることはできないことが指摘されつつある。このような問題にも、アルマ望遠鏡は挑戦しつつある。特定の分子の輝線が観測されるためには必要な温度 / 密度を達成する必要があるが、そのような条件が達成されていない非常に低温もしくは低密度の環境下においても、遠方のクエーサーなどの連続光を背景とした吸収線であれば検出可能である。実際、CO が検出されないような希薄な環境下において HCO^+ などの吸収線が検出されており (Ando et al. 2016; Gerin & Liszt 2017; Liszt et al. 2018)、ダークガス成分の一部を説明する候補として注目を集めている。これらの観測は銀河円盤から離れた高銀緯に位置する天体が中心であるが、背景光であるクエーサーは全天の至る場所に存在するため、銀河面全域や天の川銀河以外の銀河においても同種の観測を実施することにより、様々な環境下における希薄ガスを探査できると期待できる。

一方で、分子雲コアの中心部 (10^5cm^{-3}) を超えるような超高密度の環境下では CO 分子は塵粒子に吸着されてしまい、CO の輝線強度が柱密度 (密度) を必ずしも反映しない場合が多い (Caselli et al. 1999)。そのような場合、窒素を含むような分子種 (e.g. N_2H^+) やその重水素化合物 (例: N_2D^+) の輝線を用いて高密度領域を探査できることがアルマ望遠鏡以前の観測により確認されてきた (例: Caselli et al. 2002)。高密度かつ低温で CO が枯渇する環境下では重水素濃縮が時間に応じて進むため、分子雲コアの進化段階を調べる手段としても有効であることが示されている (e.g. Crapsi et al. 2005; Tatematsu et al. 2017)。特に、 N_2H^+ 、 N_2D^+ 輝線の $J=1-0$ の遷移は、より高い回転遷移と異なり、隣り合う超微細構造線と混ざり合っていない孤立したスペクトルを 1 本有していること、分子雲コアの通常密度においても十分に励起されより強い強度で観測されること等から、高密度領域の運動を調査する上で非常に有利に働くと考えられる。 N_2D^+ をはじめとする重水素化合物の最も低い単位の遷移は 70GHz 帯に多く分布しており、これは将来搭載予定であるバン

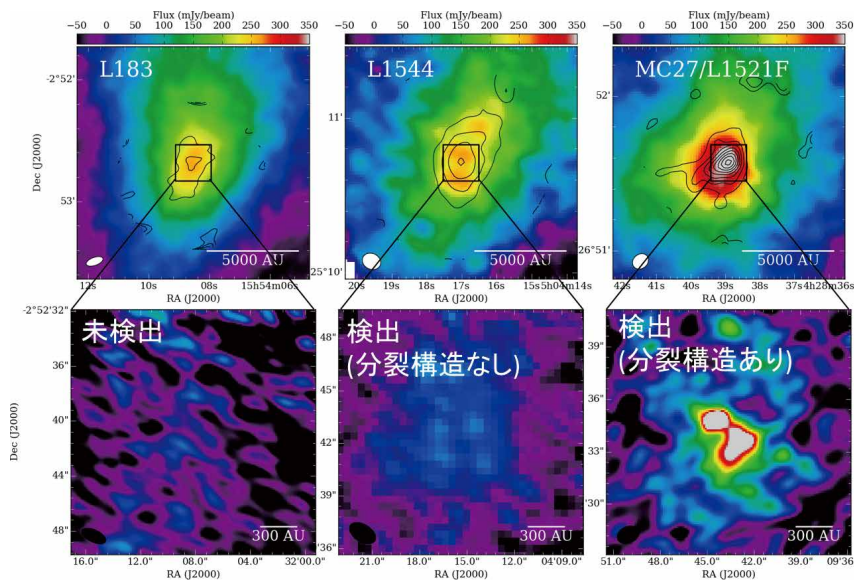


図 4.21: 単一鏡とアルマ望遠鏡による分子雲コアの見え方の違い(空間/強度のスケールは全て揃えている)(上段)JCMT(単一鏡)により得られた0.87mm帯塵連続波(カラー)とACAにより得られた1.2mm帯塵連続波(等高線)の分布(下段)アルマ望遠鏡12メートルアレイにより得られた1.2mm帯塵連続波の分布。

ド2+3受信機(67–116GHz)で観測可能となることから、星形成直前の分子雲コアの力学的な状態の理解が大きく進むと考えられる。

4.2.2.2 小質量星形成

(1) 星なし分子雲コアの詳細観測

小質量星形成の研究分野においてのアルマ望遠鏡を用いたこれまでの研究は、すでに原始星が形成されている天体に関するものが中心であった。これは、赤外線等の観測により目印となる天体が容易に判別できたという点で、観測天体の選定に大きなアドバンテージがあったためだと思われる。しかしながら、連星(多重星)系の形成の元となる分子雲コアの分裂がいつどのようにして起こるか(3.2.2.3節)などを調べる上で、まだ原始星が生まれていない分子雲コア、すなわち「星なし分子雲コア」の観測は避けては通れない課題である。太陽系近傍(距離およそ450光年以内)の分子雲コアに対しては、アルマ望遠鏡の12メートルアレイを用いた高解像度サーベイ観測の前段階として、日本が開発したACAによる観測が威力を発揮する。図4.21に示すように、単一鏡電波望遠鏡による観測ではほぼ全ての天体が同じような電波強度/構造のように見えるが、ACAを用いた観測ではMC27/L1521Fが最も中心集中しており、12メートルアレイの観測結果は分裂構造や高密度天体が存在していることを示している。高密度天体の検出には、その前段階としてこのようなACAを用いた系統的なサーベイ観測を実施し、効率的にターゲット選別を行うことが求められる。また4.2.2.1節で述べた重水素化合物等による分子輝線の観測も同様に高密度ガス領域の同定やその力学状態を知る上で重要な手がかりになると考えられる。

また分子雲コアと原始星を繋ぐ天体として重要なのが、星形成プロセス最初の静水圧平衡天体である「ファース

トコア」(Larson 1969)である。最初に予言されてから40年近く経ち、現在の計算技術でも第一原理的シミュレーションが可能なためその性質は理論的には非常に良く研究されている一方、今日に至るまで決定的な観測的証拠は得られていない、星形成過程のミッシングリンクである。ファーストコアは、星周円盤の母体となること(Saigo et al. 2008)、またアウトフローの駆動(Tomida et al. 2010)や連星形成の現場であること(Machida et al. 2008)が知られており、ファーストコアを観測的に同定しその性質を決定することは星形成過程の理解と理論の検証に極めて重要である。ファーストコアは赤外線で十分明るくなる前段階の分子雲コアに潜んでおり、観測的には非常にコンパクト(100天文単位以下)な塵のコアとして観測され、低速の分子アウトフローを伴うが、原始星起源のジェットや近赤外線放射は付随しないと予測される(Commerçon et al. 2012; Tomisaka & Tomida 2011)。このため、その同定にはアルマ望遠鏡を用いたサブミリ波での観測が必須となる。しかしながら、ファーストコアもしくはその前後の進化段階にあたる超高密度ガスの進化のタイムスケールは非常に短く、したがって存在数がたいへん小さいと見込まれる。簡単な見積もりでは、100個の分子雲コアのうち1つ存在すれば良い程度である。このため、ファーストコアを検出するためには非常に多くの天体を観測する必要がある。既に幾つかの候補天体が報告されており、その中には高速のジェットが付随していたり明るい近赤外線点源が付随していたりする等明らかにファーストコア段階よりも進化が進んでいるものも多いが、幾つかの有力な候補天体も存在する(例えばL1451-mm: Pineda et al. 2011, Maureira et al. 2017)(図4.22)。仮にこれらの候補天体が純粋なファーストコアではなかったとしても、星形成過程の最も初期の段階に対応している可能性は極めて高いため、いずれにせよ星形成過程を理解する上で重要な観

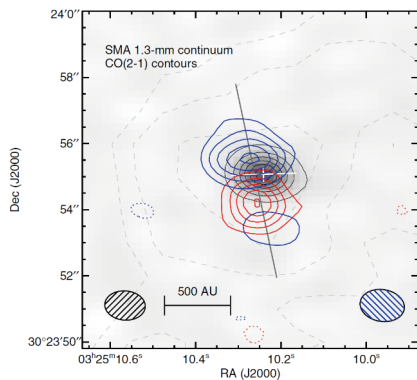


図 4.22：ファーストコアの有力な候補天体 L1451-mm (Pineda et al. [53])。コンパクトで暗い塵連続波のコアにコンパクトかつ低速の分子アウトフローが付随している。

測対象である。今後のアルマ望遠鏡による観測でファーストコアが直接的に同定されてその原始星の進化において果たす役割が明らかになり、星形成理論の直接的検証がなされることが期待される。

(2) 原始星の観測

原始星の観測においても、まだアルマ望遠鏡で十分に調査されていない観点がいくつか存在する。若い原始星のほとんどは連星 / 多重星となっていることが指摘されつつあり (e.g., Chen et al. 2014)、1つの分子雲コアから高い頻度でどのように多重星が形成されるのかといった問いに答えなければならない。Tobin et al. (2016) は、JVLA を用いてペルセウス座分子雲に存在する原始星の連星頻度を調べ、連星間隔に2つのモードの存在を見出した。すなわち、連星間距離の長いものは分子雲コアの乱流分裂、短いものは円盤構造の分裂が起源とするものである。この他、連星頻度は領域ごとにも異なっていると指摘されており (Duchêne & Kraus 2013)、様々な環境にある原始連星系に対してアルマ望遠鏡を含めた電波干渉計による高解像度観測が今後も重要になる。

近年の単一電波望遠鏡を用いた観測では、時間方向のパラメータスペースも開拓しつつある。JCMT を用いた数年に渡る近傍星形成領域のサブミリ波連続波観測で、強度変動を有する天体が確認された (Mairs et al. 2017)。このような強度の時間変動は原始星への質量降着過程を探る上で重要あり、アルマ望遠鏡を用いた追観測が期待される。

4.2.2.3 大質量星形成

(1) フィラメント状分子雲の詳細研究

3.2.2.5 節で見たように、大質量星形成の観測においても定性的に異なるシナリオの結果が混在しており、統一的な描像はまだ得られていないのが現状である。ただし、天の川銀河内で精力的に探査が進められている赤外線暗黒星雲、および大マゼラン雲の観測で明らかになった巨大分子雲の構造は、概ね同様なフィラメント状構造をし

ているという共通の性質も見出されつつあり、これらの形成要因やそこでの星形成の様子を探ることが当面の課題であると考えられる。これらのフィラメント状構造は小質量星形成領域で見られているものよりも1-2桁程度質量が大きく (小質量星形成領域のフィラメントと区別するため、リッジと呼ばれる場合もある)、重力収縮に対して非常に不安定である。一方で多くの大質量星形成領域で同様の構造が見られることから、磁場や乱流で力学的に支えられている、もしくは数光年スケールに渡る非常に大規模なガスの圧縮により形成された直後の段階を見ているものと考えられる (両方の場合の組み合わせもあり得る)。両者の可能性を追求するためにも、偏光観測や分子輝線分光観測により磁場強度や乱流の強さを定量化する必要性や (4.2.2.1 節)、非常に大きなスケールのガスの観測が重要となる。現在のアルマ望遠鏡は視野が制限されており、国内外の単一鏡電波望遠鏡との連携や、アルマ望遠鏡受信機の広視野化 (多素子化)、アンテナ台数の増強、観測効率向上のためのスキャン観測の実装などが求められる。

またハーシェル宇宙望遠鏡による塵連続波観測で明らかになった太陽系近傍の小質量星形成領域の分子雲を考えると、比較的柱密度が小さい (電波強度が弱い) 成分においてもフィラメント状構造が卓越していたことから、アルマ望遠鏡による遠方天体観測においても連続波観測の感度は重要である。例えば、大マゼラン雲の分子雲の観測では現状の性能 (2時間程度の観測) であれば質量の大きいリッジを捉えるのみに留まるため、柱密度が小さい領域から連続的なフィラメント状分子雲の分布を明らかにし、近傍分子雲と比較を行うには、連続波感度の向上が必要となる。

(2) 近傍銀河の巨大分子雲 / 大質量星原始星の研究

天の川銀河以外の銀河を観測する場合、ある特定の銀河に存在する分子雲までの距離は基本的に同一とみなしてよい。天の川銀河の中の分子雲と地球との間の距離は何桁もの幅を持ち距離の不定性も大きいことと比較すると、系外銀河の分子雲観測は統計的研究に適しているといえる。例えば単一電波望遠鏡によるサーベイ観測により、大マゼラン雲や M33 の全面観測から大質量星形成の主要母体である巨大分子雲の大局的な進化やそのタイムスケールが明らかとなった (Fukui et al. 1999; Kawamura et al. 2009; Miura et al. 2014; Corbelli et al. 2017)。これまでのアルマ望遠鏡観測では個別領域の観測が中心であったが、今後は大規模な観測により統計的研究を推進する必要がある。例として、アルマ望遠鏡で大マゼラン雲の全域の分子ガスを観測することを考えよう。先行研究で分子ガスが検出されている領域に観測範囲を限定しても、分子ガスを探査する上で基本的な (4.2.2.1 節の議論も

参照) ^{12}CO 、 ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線により3秒角程度の解像度(フィラメント状の分子雲の同定に耐えうる解像度)で観測するためには、1000時間以上を要する。しかしながら、これは現在のアルマ望遠鏡に2倍程度の観測効率向上がもたらされれば、「ラージプログラム」の枠組みで観測することが十分可能である。 ^{12}CO 、 ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線の同時観測は現状不可能であるが、現在計画されている16GHz帯域幅の中間周波数系を搭載し観測帯域を拡張することにより実現可能となる。また星形成の研究においては、分子ガスの情報だけでなく、原始星からの赤外線情報も非常に重要である。スピッツァー宇宙望遠鏡、ハーシェル宇宙望遠鏡のアーカイブデータや南半球の中～大型近赤外望遠鏡(VLT、Gemini、TAOなど)を用いることにより、大質量原始星の精密な情報(光度、質量、年齢)等を判別できる。アルマ望遠鏡による大規模観測とこれら赤外線データを組み合わせることにより、どのように分子雲の中でフィラメントが形成/成長し、大質量原始星を生み出し、その後分子ガスを散逸させるかといった過程が明らかになり、星間物質/銀河進化への理解が大きく進む。

また、金属量の変化に伴う星形成への影響を調べるためにも、金属量が銀河系の $\sim 1/5$ である小マゼラン雲に含まれる分子雲との比較が重要である。Muraoka et al. (2017)による小マゼラン雲 N83 領域の分子雲の観測では、天の川銀河や大マゼラン雲の分子雲と比較して、コンパクトでかつ高温/高密度である兆候が見られた。さらに、活発な星形成領域周辺の分子雲は必ずしもフィラメント状の形態をとっておらず、今後の高解像度観測やその他の領域の観測による包括的な研究が期待される。このような低重元素量環境下では、CO分子は光解離を受けやすく、分子ガス探査のツールとしては十分ではない可能性が高い。このような場合、バンド8、10に存在する炭素原子($[\text{C I}]$)の観測が分子ガスの性質を特定する上で重要であると考えられ、特に、バンド10での広視野観測(ACA 7m アレイや単一鏡モードでの観測)の推進が重要である。

4.2.2.4 球状星団形成の理解を目指した遠方天体観測の可能性

総質量が 10^5 太陽質量を超える球状星団は、銀河形成初期や宇宙進化の中で星形成活動が活発な時期には数多く形成されたと考えられ、宇宙・銀河進化を理解する上でその形成メカニズムの解明は非常に重要である。現在の天の川銀河では球状星団は形成されておらず、大小マゼラン雲においても 10^4 太陽質量程度の規模が小さい星団の形成が中心である。したがって、球状星団の卵を観測しその初期条件を解明するためには、より遠方天体に目を向ける必要がある。球状星団形成を伴う大規模星形成

には、銀河同士の衝突など、分子雲同士の非常に大規模な相互作用が必要不可欠であると言われている。例えば最も近傍に存在する相互作用銀河である触角銀河(アンテナ銀河)は球状星団形成を調べる上で重要なターゲットとなるが、現在のアルマ望遠鏡を持ってしても、分子輝線での観測は30光年程度の解像度を達成するに留まる。天の川銀河や大小マゼラン雲の結果と統一的に比較するためには、少なくともフィラメントやファイバー状の分子雲(3.2.2.5、4.2.2.3節参照)の有無を判別可能な解像度が必要になるため、感度を保ったまま1桁以上解像度の向上が必要である。これを実現するためには、受信機の多素子化、アンテナ台数の大幅な増強、大型アンテナの導入等、大幅なアップデートが必要となる。当面は、天の川銀河や局所銀河群の天体の観測結果より得られた知見をベースに考察することになるであろうが、宇宙の歴史の中で最も大規模な星形成が起きていた時代とそのメカニズムの理解は宇宙の進化の解明に大きなインパクトを与えるはずであり、将来のアルマ望遠鏡での詳細観測が強く望まれる。

4.2.2.5 原始惑星系円盤研究と原始星の進化

3.1.1、3.2.2節で示したように、アルマ望遠鏡による高解像度・高感度の観測は原始星の周囲で円盤が形成されている様子を明らかにしつつある。しかしまだ現状では、アルマ望遠鏡による円盤形成の観測は10天体未満の代表的な原始星についてのものに限られている。原始星の進化に伴って、原始星のどの段階で円盤形成が始まり、どの段階までに円盤形成が終わるのか、形成された円盤の大きさや質量といった物理量はどうなっているのか、などの基礎的な知識はまだ得られていない。原始惑星系円盤は惑星系形成研究の観点からも重要であるが、原始星形成・進化と密接に関わる存在であるから、ここでは星形成研究の観点から見た原始惑星系円盤研究について述べる。

原始惑星系円盤は中心の原始星からの重力と回転の遠心力が釣り合った回転、すなわちケプラー回転をしているので、円盤の回転速度を測定することにより、中心の原始星の質量を求めることが可能となる。原始星がその年齢に伴ってどのように質量を増加させていくのかという問題は、人間の赤ちゃんの成長曲線のように、星形成の本質的な問題である。しかしアルマ望遠鏡以前の観測では、原始星周囲でケプラー回転する円盤を精度よく検出、測定することができず、中心の原始星の質量を求めることは非常に困難であった。アルマ望遠鏡は、その高い解像度を活かして複数の原始星に対してケプラー回転する円盤を検出し(e.g. Aso et al. 2015; Okoda et al. 2018)、原始星質量の導出を可能にしている。

人間の時間スケールをはるかに超える長い時間をかけて進む星形成の過程を追うためには、様々な進化段階に

ある原始星を多数観測する必要がある。このため、日本の研究グループが中心となって国際共同研究チームを立ち上げ、長時間の観測を行う「ラージプログラム」の準備を進めている。この大型観測プロジェクトが採択されれば、ごく初期段階の原始星から進化のより進んだ段階の原始星に至るまで、およそ40天体に渡って星周円盤の有無、大きさ、質量が測定できる。さらにケプラー回轉円盤を持つものについては中心星質量が求められるから、原始星がどのようにその質量を増やしていくのか、原始星の成長曲線を描くことが可能になってくると期待され、円盤の諸性質と原始星進化の相関を得ることができる。またラージプログラムのみならず、原始星周囲の円盤を詳細に調べることができる高感度・高解像度のアルマ観測のデータは月日と共に単調増加で蓄積されていく。これらのアーカイブデータを系統的に検索、解析していくことによっても、原始星進化についての理解を大いに前進させることができるだろう。

4.2.2.6 アルマ望遠鏡成果が後押しする 星形成の理論的研究の進展

(1) 数値シミュレーションモデルの発展

アルマ望遠鏡の観測により、これまで我々が想像していたよりも多様な星・円盤形成の様子が明らかになりつつある。これに対し、近年の計算機技術の発展もあり理論モデルの研究も進展しているが、これまでの研究の多くは理想化(単純化)したモデルに対して多様な物理過程を考慮するか、逆に比較的簡単な物理過程のみを考慮して複雑なモデルを扱うかのどちらかが多く、また計算機資源の制限から計算できるモデル・パラメータの数も限られていた。アルマ望遠鏡による多様な観測を説明し、統計的な比較を可能にするためには、多様な物理過程と現実的な初期条件・境界条件を考慮した更に高度な理論モデルの構築を進める必要がある。具体的には、物理過程としては非理想磁気流体効果や輻射輸送、化学反応に加えて塵の分布や進化等を取り入れ、より大きな分子雲内でのフィラメント構造や分子雲コアの形成から第一原理的にシミュレーションし、多数の計算を行うことで統計的性質を導出する必要があるだろう。また、将来的にはより長時間の原始星・円盤進化の計算を行い、惑星形成へと接続するような研究に発展することが望まれる。そのような計算は現時点ではまだ困難であるが、シミュレーションコードの開発も含め国内外で多数の研究が進められており、将来の計算機とコードの発展でいずれ可能になると期待している。

3.2.2.6節に述べたように、シミュレーション結果に輻射輸送計算を組み込みコンピュータ内で仮想的な観測を行う synthetic observation と実際の観測が盛んにおこなわれている。現時点では、塵連続波のシミュレーションであ

れば単純な塵分布を仮定する、分子輝線であれば局所熱平衡と化学種の存在量を仮定するなど、簡単化した計算が主流である。しかし現実の星形成中のガスでは必ずしもこれらの仮定は成立しないため、観測との定量的な比較にはより精密な物理過程のモデリングが必要になる。塵サイズ分布の進化や非平衡化学反応、局所熱平衡を課さない分子線輸送計算等の要素技術は現在開発されており、また偏光や散乱などの詳細な物理過程を含んだ輻射輸送計算も取り組まれている。将来的にはこれらを組み合わせた高度な輻射輸送モデリングも可能になるだろう。

(2) 星形成の諸問題の解決に向けて

星形成に残る大きな課題としては、星の最終質量の決定機構と星の初期質量関数(initial mass function)の起源の解明が挙げられる。星の初期質量関数は銀河や宇宙全体の進化を特徴づける根源的な量であり、その理解は星形成研究に課せられた究極的課題の一つである。これを理解するには個々の星形成過程を理解するだけでなく、星形成に対する環境の効果や統計的性質を理解する必要があり、これまでよりも一層現実的で大規模な理論シミュレーションが必要となる。また、近年観測されている多様な系外惑星系の形成を説明するために、惑星形成過程を星形成過程の文脈で整合的に理解することも星形成研究の極めて重要な課題である。惑星形成過程の現場である原始惑星系円盤は非常に多様であることはアルマ望遠鏡によって既に示されており、観測されている系外惑星系の多様性との関連を明らかにする必要がある。このためには従来のように星形成、円盤形成、惑星形成を個別に研究するだけでは明らかに不十分であり、これらを統合した「星系形成」というべき理論の構築が必要となるだろう。そのためには観測と理論を両輪とした双方のより密な連携が不可欠であり、アルマ望遠鏡が果たす役割は極めて大きい。

また、原始星の「光度問題(Luminosity problem)」も未解決である。若い原始星の多くは理論的な予測よりも光度が低いことが知られており、原始星のとして理論と観測の間に深刻な齟齬が存在する可能性を示している(Dunham et al. 2012)。原始星は物質の降着によるエネルギー解放によって光っていることから、光度問題は、理論的に期待されるよりも典型的な降着率が低いという問題として捉えることができる。近年では何らかの理由によってガス降着が著しく非定常となり、原始星の多くは比較的降着率の低い状態にある一方、一部ではバースト的な高い降着率が実現する、間欠的質量降着(episodic accretion)のモデルが広く支持されている。また観測的にはオリオン座FU星型天体がそのようなバースト期に対応するのではないかと考えられている。観測的にも化学反応の痕跡等からこのようなバーストの存在が示唆されており

(Jørgensen et al. 2015)、このような間欠的降着を引き起こす機構も円盤の不安定性によるものや、より大スケールからの非定常な降着によるものなど、理論的には多数提案されている (Küffmeier et al. 2018; Padoan et al. 2014; Zhu et al. 2010)。これは原始星が質量を獲得する過程を理解する上で極めて重要であり、より詳細な観測により原始星への降着率と降着流・円盤の構造の関係を直接的に明らかにする必要がある、そのためには今後力学と化学の双方についてアルマ望遠鏡による詳細かつ系統的な観測が不可欠である。

(3) 原始星の系統的な高解像度観測と

統一的な星形成理論の構築に向けて

3.1.1、3.2.2 節で述べた通り、アルマ望遠鏡によって若い原始星とその星周円盤の多様性が明らかになりつつあり、幾つかの個別の天体については詳細な観測がなされているが、一方でこの多様性が系の年齢によるものなのか、それとも磁場や回転などの環境要因によるものなのかはまだ十分に理解されていない。星・円盤形成過程を理解するためには環境の効果と進化を分離する必要があり、多数の若い星形成天体の詳細な力学構造を高解像度観測によって明らかにし、中心天体の年齢と円盤の構造の関係や、母体分子雲コアの持つ回転や磁場と円盤の構造の関係、そして分子雲コアの形成現場である母体分子雲の性質と星形成過程の関係などを明らかにする必要がある。このために必要なのは大規模かつ系統的な若い原始星のサーベイ観測であり、今後のアルマ望遠鏡の観測、特に「ラージプログラム」による大規模観測にける期待は大きい。現時点で知られている極めて若い天体 (いわゆるクラス0天体) の数はそれほど多くないため、これまでより遠方の分子雲の広域観測による候補天体の探査なども並行して必要になるだろう。これまでのアルマ望遠鏡で大きく進展したのは円盤や分子雲コア内部等の比較的小スケールの観測であったが、星形成とその環境の関係を理解するにはより大きな分子雲スケール、更には銀河スケールの観測も必要となる。このためには広視野と高い感度を持つ大口径単一鏡によるマッピング観測や、可視光または赤外線の大規模サーベイとの連携が必要である。これは異なる環境 (金属量や磁場、乱流強度) での星形成過程を調べるという点でも重要である。また典型的に遠方で観測可能な天体数が少ない大質量星形成についても同じことが言える。近年の星形成理論の立場からは、小質量星形成と大質量星形成を区別せずこれらを連続した分布として統一的に理解することが重要である。そのためには更なる観測の蓄積が必要であり、今後より多くの天体が観測されることによって系統的な理解に近づいていけるだろう。

一方で、原始星近傍での円盤や降着流の様子、例えばアウトフローの駆動機構や小スケールでの近接連星の形

成過程などを直接観測するためには更なる高解像度・高感度の観測が必要である。原始星近傍の高密度・高温度領域を観測するには単に解像度が高いだけでは不十分で、そのような領域を観測するのに適した輝線・吸収線の選定とその化学種の振る舞いを理解することも必要であり、力学だけでなく星間化学の理論と観測の密接な連携が不可欠である。またアルマ望遠鏡のみならず、JVLA や SKA、赤外線の干渉計やコロナグラフといった現在あるいは将来の装置とのシナジーも重要であり、特定の装置や波長、理論と観測の別を超えた俯瞰的な視点を持った取り組みが必要であろう。

(4) 星形成領域の偏光観測と磁場の理解

前述の通り、星・円盤形成過程には磁場が本質的に重要な役割を果たしている。アルマ望遠鏡による塵連続波の偏光による磁場の観測はまだはじまったばかりであり、今後多くの天体について観測を行うことで、力学構造と磁場の関係を明らかにできるだろう。偏光に関しては視線方向についてベクトル的な重ね合わせのため観測された偏光分布から元の磁場配位を復元することは単純ではない。そのため、synthetic observation を介した理論モデルと観測の比較が特に重要である (図 4.23, Fujishiro et al. in prep.)。また分子輝線やレーザーの偏光はより複雑であり、更なる理論研究が必要である。将来的にはアルマ望遠鏡による分子雲コア以下の小スケールの観測と、プランク衛星や近赤外線での分子雲スケールの偏光観測を組み合わせることで、分子雲から円盤スケールに至る磁場の一貫した描像とその星・円盤形成過程への影響を明らかにできると期待される。

以上のように、アルマ望遠鏡により星・円盤形成過程の理解は劇的に進展しており、これまでよりも遥かに複雑な描像が明らかになりつつある。既に観測は単純化理論

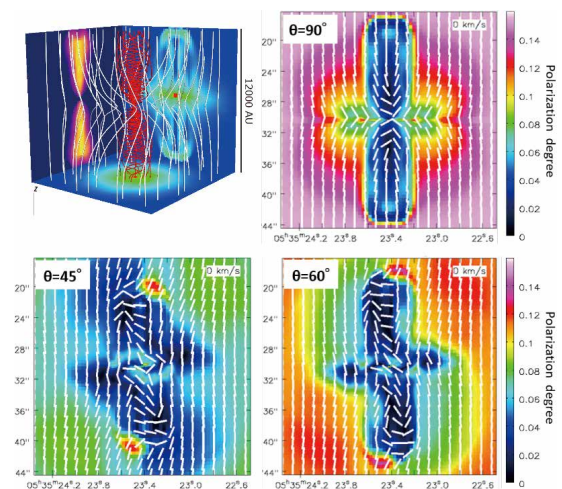


図 4.23: 磁気流体計算に基づく塵連続波の偏光観測シミュレーション。理論モデル (左上) では外側は緩やかに砂時計状 (白線)、アウトフロー内部はトロイダル磁場が支配的 (赤線) で、真横 ($\theta = 90^\circ$) から見るとアウトフローは低偏光度になる。しかし他の方向から観測した場合、磁場構造を復元するのは自明ではない。

モデルでは説明できない領域に達しており、それらを説明するためには輻射輸送や化学反応を含んだより現実的な理論モデルが求められている。また、観測においても、特定の装置や波長にとらわれず、あらゆる情報を組み合わせて利用することが求められている。そのため、現代はこれまで以上に幅広い分野の連携が求められる時代であり、多分野を横断する広い知見を持った優秀な人材の育成が強く求められている。そのような人材の育成においても、アルマ望遠鏡が中心的役割を果たす必要がある。

4.2.3 惑星科学

惑星ごとの異なる条件下でどのような大気物理・化学過程が進行するかは、惑星の環境形成における核心部分である。例を挙げると、古典的な生命居住可能環境、いわゆるハビタブルゾーンでは、惑星が表層に長期にわたって液体の水を保持できることが必要条件とされているが、ここには大気もたらすアルベドや温室効果が深く関わっている。太陽系の個々の惑星の大気を調査し、惑星の環境が現在の多様な姿に分化したプロセスを解明するとともに、これらの知見を系外惑星大気分光情報にフィードバックすることにより、惑星の環境形成について普遍的な理解を得ることができる。

大気は惑星スケールの流体であり、そこに生じる化学や物質循環を解明するためには、時空間変動を把握することが重要である。そのためには、微量大気成分を検出できる高い分光能力に加えて、アルマ望遠鏡の高い空間解像度と、繰り返し観測できるという地上観測の特性が大きな利点となる。地上からの惑星大気のリム（周縁）観測は、アルマ望遠鏡以外の地上望遠鏡では到達しえない次世代のブレイクスルーとなり得る。リム観測では大気内の光路長が長くなるため、捉えることの困難な微量成分を検出できる、希薄な高層大気を高いシグナル・ノイズ比で観測できるといった強みがある。また、惑星を周回する探査機からの観測とは異なり、全ての緯度を短時間で観測できる。アルマ望遠鏡でリム観測を行うにはアンテナ配列に工夫が必要であるが、配列次第では、例えば金星が内合付近（視直径が50～60秒角）の時期に10km程度（0.05秒角程度に相当）の解像度が可能である。惑星や衛星の視直径は時期により大きく変化するため、観測したい天体の視直径が大きい時期にアルマ望遠鏡のアンテナ配列が最大になるといったような、観測ごとにアンテナ配列を変えられる自由度があることが重要である。また、観測量（波長ごとの輝度やその空間分布）から化学種ごとの密度・気温・気圧等の物理量を導出するには、精緻な数値モデル（大気化学・大循環モデル）との比較が必要になると考えられる。新たな観測と歩調を合わせてそのような理論的研究

も進められるべきである。全ての太陽系惑星がアルマ望遠鏡の観測対象となるが、以下では特に火星、金星、木星について期待される科学目標を述べる。なお、惑星科学分野では、惑星大気科学に加えて太陽系天体の物質の研究もアルマ望遠鏡と関連が深い。これについては4.1.3.2節に述べる。

(1) 火星大気

火星では、水の湧出を示唆する新しい地形や大気メタンの変動が発見され、火星の現在の活動度と現在進行形の環境変化への興味が高まっている。この世界的潮流の中、水蒸気の重水素/水素質量比(D/H比)の空間分布と時間変化を観測することは、水の輸送と相変化、大気散逸の指標となり価値が高い。ただしH₂O(H)については地上のアルマ望遠鏡による観測は必ずしも容易ではなく、火星周回探査機による同時期の観測か Mars Climate Database など経験モデルを参照する必要があるかもしれない。また、水蒸気から生成するH₂O₂を同時に観測することにより、水酸化物を含む光化学サイクルと水循環の関係を探ることもできると考えられる。さらに、メタンの生成消滅に関係する微量気体の検出、あるいは上限値の確定も、火星の活動度に制約を与える。これらの観測においては、トレース・ガス・オービターなどの探査機との同時観測や、リム観測による高高度（～80km）の観測から3次元的な物質循環の情報が得られれば、特に意義が大きい。明るいくエーサーを火星が掩蔽するタイミングでリム観測を行うと、さらに高高度の熱圏近くまで観測できる可能性があり、探査機 MAVEN などとの協調観測によって、大気散逸に伴う物質輸送を追求することができるだろう。火星では大規模な風系の観測が乏しく、物質輸送や大気力学の研究に支障が生じているため、全球的な風速分布をドップラー計測することも価値が高い(3.2.3節参照)。さらに、地表から巻き上げられる塵が増えるダストストームの内部は紫外～赤外線波長では見通すことができない。アルマ望遠鏡を用いると、高い空間解像度でダストストーム中を透視して大気内部を観測することが可能になるため、この分野の研究にブレイクスルーをもたらすことができるはずである。

(2) 金星大気

金星では硫酸エアロゾルが全球を覆い、放射エネルギーバランスや大気化学、大気循環に多大な影響を与えているが、その生成機構は十分に理解されていない。たとえば、近年ビーナス・エクスプレス探査機によって、硫酸エアロゾル層よりはるかに高い高度90km以上でSOとSO₂の混合比が顕著に増大していることが報告された。このことは、下層大気起源のSO₂が光分解されて硫酸を生成するであろうことを考えると不思議である。このような特徴を検証するとともに、金星大気における3次元的な硫黄

循環を解明するため、アルマ望遠鏡のリム観測により高度 100km 付近まで SO や SO₂ を観測することが望まれる。クエーサーの掩蔽を使ってさらに高い高度を対象とすることも考えられる。

光化学的に作られた硫酸エアロゾルは高温の下層大気で蒸発し、エアロゾル層の内部から下(高度 50km 以下)には硫酸蒸気の層がある。この硫酸蒸気は硫黄サイクルにとって重要であるとともに、その空間分布は大気循環の指標となるはずである。アルマ望遠鏡で硫酸蒸気の連続吸収帯を空間分解して観測することにより、硫酸蒸気の全球分布を明らかにすることが期待される。既存の受信機でもエアロゾル層の内部まで観測することができるが、今後 65~90GHz 帯の受信機が導入されれば、エアロゾル層より下の高度 40km 前後まで観測できる見込みである。

(3) 木星大気

木星特有の重要な大気化学現象として、強大な磁気圏からの高エネルギー粒子の降り込みによる大気組成の変化がある。とくに衛星イオを貫く磁力線が木星大気にマッピングされる「フットプリント」では、ハッブル宇宙望遠鏡などによる大気発光のモニタリングとの協調観測が可能であり、アルマ望遠鏡の高い空間解像度を活かしてここに焦点を当てることは効果的である。木星大気と磁気圏・衛星系の相互作用は探査機ジュノーや JUICE の目的でもあり、広く巨大ガス惑星に生じうる普遍的な現象として関心が高い。

ドップラー偏移からアンモニア雲より上の成層圏の風が測れれば画期的である。ジュノーの重力場計測により木星内部のダイナミクスが明らかになりつつあるが、これと上層の運動がどのように接続しているのかを解明することは、地球について高度に発展した中層大気力学を、地球型惑星を越えて巨大ガス惑星にまで拡張するための最初のステップである。近年、大赤斑の上で温度が上昇していることが地上赤外線望遠鏡による観測で報告され、木星上層大気の新しい課題が生まれている。アルマ望遠鏡の高い空間解像度、とくにリム観測への挑戦によって、このような問題に取り組むことができると期待される。

4.2.4 銀河、ブラックホール、銀河団、宇宙論

4.2.4.1 銀河

(1) 銀河における分子雲研究の今後の展望

3.2.4.1 節で述べた結果は、銀河内での場所や渦状腕など大局的構造が化学組成のような局所的な現象に影響を及ぼしている可能性を示唆するが、現状では個別観測に留まっており、今後多くのサンプルを得て検証していく

必要がある。

現在、アルマ望遠鏡では CO (J=2-1) 輝線のみに着目して、80 個の近傍銀河における GMC の大統計サンプル (~100,000 個) を構築するための大型プログラムが開始されている (PI. E. Schinnerer)。また、NGC253 の中心領域 (50" × 20" = 850 × 340 パーセク) に対して、1" (= 17 パーセク) 解像度で無バイアスに分子輝線を探索する大型プログラム ALCHEMI も進められている (PI. S. Martin)。

アルマ望遠鏡以前の分子雲・星形成の研究は、主に 2 つの視点によって進められてきた。1 つは、主として銀河を観測してその構造との関連を調べる大局的なスケールでの研究であり、もう 1 つは天の川銀河内の分子雲をターゲットとし高密度コアや原始星を探索し、小さなスケールでの星形成メカニズムを研究するものである。銀河における星間物質の進化と星形成機構の統一的な理解のためには、この 2 つの流れの融合が必須であるが、アルマ望遠鏡の解像度と感度によって、両者の溝を埋めることが初めて可能になる。今後、撮像分光観測を多数の銀河に対して行い、分子雲の物理的特性のみならず化学的特性にも着目することで、天の川銀河の分子雲研究との融合を図ることが可能になると期待される。

考えられる研究例の一つは、距離の不定性を考慮しなくても良い銀河団中の銀河に対する、ガス塊の大きさに迫る解像度 (< 10 パーセク) で、CO に加え、CH₃OH をはじめとする複数の輝線による銀河全域の撮像分光観測である。0.1" 解像度を達成できれば、おとめ座銀河団 (距離 17Mpc) では 8 パーセク、ろ座銀河団 (距離 19Mpc) では 10 パーセクに相当する。銀河団中にサンプルとなる銀河が 50~100 個以上存在し、銀河一つの中ではおよそ 1000 個の巨大分子雲の存在が期待できる。それらが複数のガス塊に分解されると考えると、100 万個に迫る数の分子化学組成も含めた分子雲のデータベースを手になることになる。個々の分子雲の化学的・物理的性質と銀河の構造や環境等の関係を調べることで、宇宙化学と宇宙物理学の融合という新しい分野を確立し、銀河における星間物質と星形成史、また今後アルマ望遠鏡による観測が多数行われるであろう遠方銀河で観測においてそれらのガス中の素過程を知る上で、重要な位置を占める成果となりうる。

これらの研究は、爆発的星形成や活動銀河核周辺など天の川銀河では見られないような環境も含め、様々な異なる環境での分子雲の統計的研究を可能にし、銀河中の物質循環における分子雲の性質や進化過程の統一的な理解に重要な情報をもたらすと考えられる。さらに、アルマ望遠鏡によって可能になった分子雲の化学的性質に関しては、これまで観測が行われていた限られた分子だけでなく、非常に多様な有機分子が検出されており、生命にも関係し

た分子が含まれている。これらは物理という枠を越え、将来的には生物学にも大きなインパクトを与える可能性があり、今後大きく発展することが期待される。

こうした研究を実現していく上で、既存のアルマ望遠鏡の性能に加え、さらに求められるのは「観測効率の向上」である。具体的には、(1)同時観測周波数幅の拡大による複数輝線の同時観測性能の向上、(2)輝線観測感度の向上、および(3)視野の拡大による広がった天体での観測効率の向上、である。Tosaki et al. (2017)では4本の分子輝線に着目して詳しい解析を行なったが、この4輝線は同時観測が可能であるため、長時間の観測を効果的に行うことが可能であった。ほかにも有用な輝線の組み合わせはいろいろあるが、メタノールをはじめとして、興味深い多様性を示す輝線は、従来から観測されてきた ^{13}CO やCSなどといった比較的良く研究されている分子と比較して格段に弱くなることが多いため、必然的に長時間の観測が必要となる。同時に観測できる周波数幅を拡大し、より多くの重要な分子輝線を同時に観測可能とすることは大きな突破口となり得る。さらに、輝線1本あたりの感度の大幅な向上にも期待したい。これは、単に観測周波数幅を拡大することでは達成できず、受信機の改良による雑音温度の改善、さらには、素子アンテナの追加や大型アンテナの追加などによる集口面積の向上が有効となるであろう。NGC253の中心部で見出された化学的多様性(Ando et al. 2017)は、数パーセクの大きさまで空間的に解像したことではじめて見えてきたことであり、逆にいえば、従来の系外銀河観測では、いろいろ特徴的な分子化学組成を示す興味深い領域が含まれていても、それらが一般的な分子ガスと一緒に観測されることで実質的に埋もれてしまい観測できていなかったということの意味する。高い解像度を実現する上でも、感度の向上が極めて重要となる。観測視野の拡大については、受信機の改良による多バンド化(バンド7とバンド8など複数のバンドを1つの受信機カートリッジで実現すること)により受信機の設置スペースを節約し、さらに、小型化した受信機でアレイ化することが大きな方向性となるであろう。もちろん、この場合、相関器の拡大もあわせて行う必要があり、コスト的には容易ではないが、将来的に、実現を期待したいところである。

(2) ブラックホール

3.2.4.2節で挙げた研究成果は、ブラックホールや銀河の活動現象に関してアルマ望遠鏡により切り開かれつつある多くの内容の、ごく一部を取り上げているに過ぎない。にもかかわらず、いずれも、今後、さらにアルマ望遠鏡により重要な知見が得られると期待されるものばかりである。トーラス構造の観測は、まだNGC 1068でたった1例が得られたばかりであり、そのNGC 1068の結果

についても、力学質量とブラックホール質量との不整合から、吸収物質の構造について、さらに謎を呼んでいる状況である。NGC 1068をさらに詳しく研究することに加え、サンプルを拡大していくことが本質的に重要である。分子アウトフローについても、アルマ望遠鏡を使って空間的に解像したアウトフローの観測から、従来の、空間的に解像していなかった(ハーシェル衛星での)分子アウトフローの物理量推定の限界が見え始めているとともに、活動銀河核によるフィードバックといってもかなりの多様性があることが明らかになりつつある。このテーマについても、サンプルを拡大することが不可欠であろう。ブラックホール質量測定については、水メーザーよりも普遍的な手法として確立し、多くのサンプルで質量測定を行うことが可能になりつつある。ブラックホールの質量測定が行われた近傍宇宙の銀河の数はまだ高々100個程度にとどまっている。統計を大幅に改善した新次元の研究に進むことができれば、ブラックホール質量関数の、より直接的な測定として大きなブレイクスルーになるかもしれない。遠方のクェーサーについても、すばる望遠鏡による発見がさらに続く他、さらに長い期間では、TAOやWFIRSTなどの赤外線サーベイ能力を強化した望遠鏡の登場により、さらに続々と発見されることが期待されている。こうした発見に呼応して、アルマ望遠鏡での網羅的なフォローアップ観測ができるような性能であることが望まれる。

アルマ望遠鏡が満たすべき科学的要求を考慮すると、やはり期待される今後の性能向上ポイントとしては、1にも2にも感度、ということになるであろう。現状の基線長においても、すでに十分解像できる活動銀河核は近傍宇宙に豊富に存在しているが、多数観測しようとした場合、どうしても感度の問題がつかまとう。データ転送の改善を含む受信機システムの向上に加え、何らかの方法で集光力を増やす方向性の取り組みにも期待したい。もちろん、これらに加え、最大基線長をさらに拡大することは、特にトーラスの解像やブラックホール質量の測定において、数は限られるが、さらに強い制限をもたらず可能性があり、興味深いことは言うまでもない。なお、視野の拡大という観点については、これらのテーマについては、あまり重大な要求ではない(クェーサーなど空間的な広がり比較的小さい天体を対象としているため)が、たとえば中性炭素ガスによる近傍活動銀河Circinusでのアウトフローの観測(Izumi et al. 2018b)では、バンド8での観測になるため、視野がかなり限定的である。こうした高い周波数での観測において、多画素化をして視野を拡大し、優れた大気条件の中で、十分に広い範囲のデータを短時間で取り切るといった機能を強化することは、大いに意義があると考えられる。

4.2.4.2 銀河団

3.2.4.3節で示した成果は、いずれも現時点でアルマ望遠鏡に搭載されている中で最も低い周波数帯バンド3(84~114GHz)の受信機によって観測されたものである。これは、広がったSZ効果の信号をとらえるためには広視野かつ低空間周波数のデータ取得が必要となることが主な理由である。ただし、バンド3においては、7-m Arrayを用いても1分角程度を超える空間の情報は失われてしまうため、観測できるのは銀河団の局所的な内部構造に限定されている。

この制約を近い将来に改善できると期待されるのが、現在開発が進められているバンド1(35~52GHz)受信機とアタカマコンパクトアレイの単一鏡による連続波観測との組み合わせである。バンド1では、バンド3に比べて2倍以上大きな空間情報を取得することができるため、12メートルアレイとアタカマコンパクトアレイを全て組み合わせれば、少なくとも遠方(赤方偏移 >1)に存在する銀河団については、その全体像をとらえることが可能になる。また、雑音も小さくなるため、より短い時間で観測が可能となる(正確には、熱的SZ効果の信号は周波数に依存して弱くなるものの、単位立体角あたりの雑音の低下率の方が大きいいため、同一のS/Nが短時間で達成される)。一方、同一のアンテナ配列に対しては空間解像度が2倍以上悪くなるが、時間効率が向上した利点をいかして、長基線配列による高空間解像度観測を追加することで補填可能である。

バンド1受信機とアタカマコンパクトアレイの単一鏡観測により、初めて系統的な高解像度SZ効果観測が実現すれば、少なくとも以下の主要課題の解明に大きく寄与すると期待される。

(1) 銀河から銀河団への遷移

宇宙の構造形成は、矮小銀河程度の小スケールの天体から順に、ボトムアップ的に進行し、現在銀河団程度の大スケールにまで達したと考えられる。この時系列を過去に遡ると、どこかの段階で、宇宙の階層構造の主要素が、銀河から銀河団へと遷移する過程が観測されるはずである。銀河と銀河団は、バリオン成分の大半を占めるのが、銀河では星や低温のガスであるのに対し、銀河団では高温の銀河間ガスであることから、明確に区別される。しかし、なぜ両者の間に明確な違いが生じるか、なぜ一定の大きさを超える銀河が存在しないのか、銀河間ガスはいかにして供給されたのか、などはわかっていない。ガスの冷却が何らかの要因で阻害されていると予想されているものの、具体的な要因は不明である。したがって、銀河から銀河団への遷移過程を直接観測することは、宇宙の構造形成の大枠を解明する上で極めて意義が大きい。現状で足枷となっているのは、赤方偏移 >1 における高温ガスの精密

観測が欠如していることであり、前述したようにSZ効果は遠方天体の観測に適しているため、アルマ望遠鏡による系統的な高空間解像度観測の実現が大いに期待される。

(2) 銀河団の進化

銀河団の質量スケールは、宇宙初期に存在していた密度ゆらぎの分布と成長の速さで決まっているため、銀河団の進化は有用な宇宙論的情報源となる(3参照)。特に赤方偏移 >1 においては、X線や重力レンズ効果の精密観測が困難になるので、アルマ望遠鏡によるSZ効果観測は稀有な観測手段になると期待される。熱的SZ効果のデータは、天球面上に投影されたガス圧力に対応するので、熱エネルギーの空間分布や衝撃波の構造を直接探ることが可能となる。また、遠方におけるX線の分光観測は困難であっても、撮像観測さえ行えば、熱的SZ効果データと組み合わせることで、ガス密度、温度、エントロピー、重力質量などを測定し、それらの時間進化を明らかにすることが可能となる。

(3) 宇宙論パラメータ

宇宙論パラメータの測定に用いられるデータは、赤方偏移1100におけるCMB1次異方性によるものと、赤方偏移0付近における天体観測によるもの(Ia型超新星、バリオン音響振動、銀河団など)に大別されるが、現状では測定結果の一部にずれが存在することが指摘されている(Planck collaboration 2016, 2018, Reiss et al. 2016)。特に宇宙の観測では、系統誤差が本質的な制約となるので、単一の手法に依存するのではなく、複数の独立な手法の組み合わせや比較が必要不可欠である。また、現代宇宙論における最大の謎であるダークエネルギーについては、宇宙の進化に影響が現れるのが赤方偏移 <1 であるため、CMB1次異方性のみから得られる情報は限定的であり、赤方偏移 ~ 1 をまたぐ観測データの取得が極めて重要である。赤方偏移 >1 における銀河団の精密観測は、i)質量関数、ii)バリオン質量比、iii)SZ効果とX線のデータを組み合わせた距離測定、といった複数の手法(Kitayama, 2014など)による宇宙論パラメータの決定を可能にする期待される。これらはいずれも、宇宙の距離はしごによらず、物理的な原理が明確であるという点で、Ia型超新星の観測等とは相補的な手法である。これらの手法の信頼性は、銀河団進化に関する不定性をどこまで排除できるかに依存するため、上記(2)と表裏一体の関係にある。

以上は、熱的SZ効果に焦点をあてた将来展望であるが、より長期的には、運動学的SZ効果の高空間解像度測定も視野に入ると考えられる。運動学的SZ効果の信号は、熱的SZ効果よりも典型的に1桁ほど小さいが、熱的SZ効果とは異なる周波数依存性をもつので、複数の周波数における精密測定が実現すれば分離することが可能に

なる。この分離には、熱的SZ効果が異なる符号をもつ、220GHz以下とそれ以上の周波数の組み合わせが有効である。前述したように、低周波数での測定は飛躍的に進むと期待されるので、主な課題は220GHzを超える高周波数での観測効率(感度、視野の大きさなどを合わせた)の向上とも言える。現状の見積もりでは、220~270GHzにおいて1桁以上の観測効率の向上が達成されれば、運動学的SZ効果の測定が可能になると予想される(Yamada et al. 2012)。運動学的SZ効果からは、高温プラズマの速度分布が明らかになるので、次世代衛星XRISMやAthenaによるX線分光観測と相補的であると同時に、遠方宇宙においては唯一無二の手法になると期待される。

4.2.4.3 宇宙論(重力レンズで探る小スケール宇宙論)

(1) 銀河形成論への貢献

高赤方偏移(>1)における矮小銀河の存在形態やその進化については、観測的にはほとんど何も分かっていない。3.2.4.4節の井上らの手法を用いれば、サブミリ波バンドで明るい、他のバンドでは暗い「暗黒矮小銀河」を探し出すことができる。つまり、重力レンズ効果を用いて、矮小銀河の質量スケールを決定することができる。サブミリ波において非常に暗い点源状シグナルの半分程度の正体は現在不明であるが、今後井上らの手法により、ダスト輻射でのみ明るく輝く「暗黒矮小銀河」がどのくらい宇宙に存在し、この不明なフラックス源として寄与するかを決定できる。また、「暗黒矮小銀河」までの距離(赤方偏移)を測定することにより、レンズ銀河中のサブハローの寄与を推定できる。その結果、矮小銀河の銀河中および銀河外空間中における存在形態を明らかにすることができる。それにより、謎のベールに包まれた高赤方偏移における矮小銀河の進化や、銀河形成におよぼす影響を明らかにすることができる。

(2) 素粒子物理学への貢献

ダークマター粒子はCDM(冷たいダークマター)以外にもWDM(温かいダークマター)やSIDM(自己相互作用ダークマター)など、様々な候補が挙げられているが、その正体は未だ分かっていない。3.2.4.4節の井上らの手法を用いれば、小スケールのゆらぎを直接測定することができるので、これらの候補の内どれが正しいのかを判別することができる。視線方向の負の密度ゆらぎはボイドやトラフと関係しているが、これらの構造は正の密度ゆらぎに比べ、バリオンの重力的影響が小さいと期待されるため、より正確に密度ゆらぎを制限することができるものと考えられる。これまでのところ、「フラックス比異常」を示すレンズ系は数例しか知られていないが、今後、クエーサー、サブミリ波銀河、ライマン α エミッターなど多

くの明るい高赤方偏移重力レンズ系をアルマ望遠鏡で観測することにより、多数の「フラックス比異常」を示すレンズ系を探し出し、赤方偏移 <4 の小スケール密度ゆらぎに制限を付け、CDMが本当に正しいダークマターモデルなのか決定する。

(3) 宇宙論への貢献

宇宙マイクロ波背景輻射の温度揺らぎを用いて測定されたハッブル定数 $67.8 \pm 0.9 \text{ km/s/Mpc}$ に比べ、重力レンズやIa型超新星など近傍宇宙のデータを用いて測定されたハッブル定数は $70 - 72 \text{ km/s/Mpc}$ と系統的に大きいことが知られている。このずれは高々2-3シグマ程度であるが何らかの系統誤差なのか、それとも新しい物理を示唆しているのか未だ不明である。

視線方向の小スケールの構造は重力レンズ効果による時間遅延を用いたハッブル定数測定に数パーセント程度の誤差を与えることが可能であるため、この「ハッブル定数問題」を解決する可能性がある。上述の手法により、多くの重力レンズ系の精巧なモデルを構築することにより、時間遅延からハッブル定数測定の系統誤差を推定し、このずれが新しい物理を必要とするか否かについて解答を与えることが可能になるだろう。

参考文献：

- ALMA Partnership et al. 2015, ApJL, 808, L3
- Ando, R., et al. 2016, PASJ, 68, 6
- Ando, R., et al. 2017, ApJ, 849, 81
- Aso, Y., et al. 2015, ApJ, 812, 27
- Blackman et al. 2001, Nature, 409, 485
- Carr, J. S., Najita, J.R. 2008, Science, 319, 1504
- Caselli, P., et al. 1999, ApJ, 523, L165
- Caselli, P., et al. 2002, ApJ, 565, 331
- Chen, X., et al. 2013, ApJ, 768, 110
- Commerçon, B., et al. 2012, A&A, 548, 39
- Corbelli, E., et al. 2017, A&A, 601, A146
- Crapsi, A., et al. 2005, ApJ, 619, 379
- Dame, T. M., et al. ApJ, 547, 792
- Dent, W. R. F. et al. 2014, Science, 343, 1490
- Duthu et al. 2017, A&A, 604, A12
- Duchêne, G., & Kraus, A. 2013, ARA&A, 51, 269
- Dunham, M. M., Vorobyov, E. I., 2012, ApJ, 747, 52
- Fukui, Y., et al. 1999, PASJ, 51, 745
- Furuya, K., Aikawa, Y. 2018, ApJ, 857, 105
- Gerin, M. & Liszt, H. 2017, A&A, 600, A48
- Grenier, I. A., et al. 2005, Science, 307, 1292
- Hashimoto, T., et al. 2018a, Nature, 557, 392
- Hashimoto, T., et al. 2018b, arXiv: 1806.00486
- Hezaveh, J., et al. 2015, ApJL, 799, L22
- Hogerheijde, M.R. et al. 2011, Science, 334, 338
- Hughes, A. M. et al. 2017, ApJ, 839, 86
- Ida, S. et al. 2013, ApJ, 775, 42
- Ishiyama, T., et al. PASJ, 61, 1319
- Ishigaki, M., et al. 2016, ApJ, 822, 5
- Izumi, T., et al. 2018b, ApJ, in press
- Jorgensen, J. K., et al. 2015, A&A, 579, 23
- Kawamura, A. et al. 2009, ApJS, 184, 1
- Kataoka, A. et al. 2013, A&A, 557, L4
- Kataoka, A. et al. 2015, ApJ, 809, 78
- Kitayama, T., 2014, Prog. Theor. Exp. Phys, 06B111
- Kobayashi, C., et al. 2011, ApJ, 730, L14
- Koyama, H., & Inutsuka, S. 2000, ApJ, 532, 980
- Kuffmeier, M. et al. 2018, MNRAS, 475, 642
- Kudo, T. et al. 2018, ApJL accepted, arXiv:1810.13148
- Laporte, N., et al. 2017, ApJ, 837, L21
- Larson, R. B. 1969, MNRAS, 145, 271
- Lee, C.-F. et al. 2018, ApJ, 856, 14
- Lehmann, A., & Wardle, M. 2016, MNRAS, 455, 2066
- Liszt, H., et al. 2018, A&A, 617, 54
- Li, J. I. et al. 2017, ApJ, 840, 72
- Machida, M. N., et al. 2008, 677, 327
- Mairs, S., et al. 2017, ApJ, 849, 107
- Mann, R. K. et al. 2014, ApJ, 784, 82
- Martins et al. 2008, Earth and Planetary Science Letters, 270, 130-136
- Maureira, M. J., et al. 2017, ApJ, 838, 60
- Melrose, D. B., 1968, Astrophysics and Space Science, 2, 171
- Miura, E. R., et al. 2014, ApJ, 788, 167
- Mizuno, A., et al. 1995, ApJ, 445, L161
- Mordasini, C. et al. 2016, ApJ, 832, 41
- Muraoka, K., et al. 2017, ApJ, 844, 98
- Nagao, T., et al. 2011, A&A, 526, A149
- Notsu, S. et al. 2017, ApJ, 836, 118
- Notsu, S. et al. 2018, ApJ, 855, 62
- Öberg, K. I. et al. 2011, ApJL, 743, 16
- Oka, A. et al. 2011, ApJ, 738, 141
- Okoda, Y., et al. 2018, ApJ, 864, 25
- Onishi, T., et al. 1996, ApJ, 465, 815
- Oya, Y. et al. 2016, ApJ, 824, 88
- Padoan, P. et al. 2014, ApJ, 797, 32
- Pattle, K., et al. 2018, ApJL, 860, L6
- Pereira-Santaella, M., et al. 2017, MNRAS, 470, 1218
- Pineda, J. E., et al. 2011, ApJ, 743, 201
- Pinte, C. et al. 2018, ApJL, 860, L13
- Planck collaboration, 2016, A&A, 594, A24
- Planck collaboration, arXiv: 1807.06209
- Pon, A., et al. 2012, ApJ, 748, 25
- Qi, C. et al. 2013, Science, 341, 630
- Riess, A. et al. 2016, ApJ, 826, 56
- Saigo, K. et al. 2008, ApJ, 674, 997
- Salvadori, S., & Ferrara, A. 2012, MNRAS, 421, L29
- Shinnaga, H., et al. 2017, PASJ, 69, L10
- Tachihara, K., et al. 2012, ApJ, 754, 95
- Tatematsu, K. et al. 2017, ApJS, 228, 12
- Tadaki, K., et al. 2017, ApJ, 834, 135
- Tadaki, K., et al. 2018, Nature, 560, 613
- Teague, R. et al. 2018, ApJL, 860, L12
- Tobin J. J., et al. 2016, ApJ, 818, 73
- Tokuda, K., et al. 2018a, ApJ, 862, 8
- Tomida, K., et al. 2010, ApJL, 714, L58
- Tomisaka, K., Tomida, K., 2011, PASJ, 63, 1151
- Tosaki, T. et al. 2017, PASJ, 69, 1
- Vlemmings, et al. 2002, A&A, 394, 589
- Vlemmings, W. H. T., in Cosmic Masers – from OH to H₀, eds. R. S. Booth, W. H. T. Vlemmings, & E. M. L. Humphreys, 2012, IAU Symp., 287, 31
- Walsh, C. et al. 2016, ApJL, 823, L10
- Wyatt, M. C. et al. 2015, Ap&SS, 357, 103
- Yamada, K. et al. 2012, PASJ, 64, 102
- Yamaguchi, Y., et al. 2018, ApJ, submitted
- Yasui, C. et al. 2010, ApJL, 723, L113
- Yurimoto, H., Kuramoto, K. 2004, Science, 305, 1763
- Zhao, B. et al. 2018, MNRAS, 473, 4868
- Zhu, Z., et al. 2010, ApJ, 713, 1134

第5章

技術開発

5.1

はじめに

本稿1~3章では、アルマ望遠鏡が幅広い分野で数多くの観測成果を創出してきていることが述べられてきた。また、4章では、2020年代におけるアルマ望遠鏡の役割や今後期待される新しい科学観測の可能性について議論を展開してきた。アルマ望遠鏡がミリ波・サブミリ波分野における観測的天文学を牽引し続けるためには、今後、アルマ望遠鏡の機能をさらに強化していく必要がある。本章では、4章に掲げる科学目標を実現するためにこれまで研究者コミュニティとともに検討してきた開発計画の詳細をハード・ソフトの両面から議論する。なお、今後のアルマ望遠鏡将来開発計画および科学目標については「ALMA Development Roadmap (Carpenter et al. 2018)¹」をあわせて参照されたい。

5.2

アルマ望遠鏡の技術開発

5.2.1 アルマ望遠鏡の装置概要

アルマ望遠鏡は、合計66台のアンテナを結合させてひとつの仮想的な巨大電波望遠鏡を構成する電波干渉計である。本節ではその技術開発におけるハイライトと将来開発の展望を議論するが、ここでは電波の通り道に沿ってその装置の概略を述べる。

天体からやってくる電波がまず最初に触れるのは、パラボラアンテナである。アンテナは観測天体を追尾し、大きな開口によって目標天体からの電波を集光し焦点に集める働きを持っている。アルマ望遠鏡は66台のパラボラアンテナを擁するが、その内訳は12mアンテナ54台、7mアンテナ12台である。12mアンテナはアメリカ・ヨーロッパがそれぞれ25台ずつ、日本が4台を開発した。また7mアンテナ12台はすべて日本製である。日本が開発した16台のアンテナはアタカマコンパクトアレイ (Atacama Compact Array: ACA、愛称「モリタアレイ」) を構成する (図5.1)。

各アンテナで集められた電波は、焦点面に置かれた受信機に導かれる。アルマ望遠鏡の観測周波数は、35~950GHzである。これを大気窓に対応する10の周波数バンドに分け、バンド1からバンド10の受信機を搭載した直径約1mのクライオスタット (図5.2) を66台のパラボラアンテナすべてに設置して観測を行う。各バンドの受

¹ <https://alma-telescope.jp/assets/uploads/2018/07/20180712-alma-development-roadmap.pdf>



図 5.1: 日本が製造したアタカマコンパクトアレイ (Atacama Compact Array, ACA) の 12 メートルアンテナ (手前) と 7 メートルアンテナ (奥)。

表 5.1: アルマ望遠鏡受信機の仕様と開発担当国

バンド	周波数帯域 (GHz)	雑音温度 (K)	受信方式	開発担当国	受信機技術
1	35 - 50	25	SSB	台湾	HEMT
2	67 - 90	30	SSB	未定	HEMT
3	84 - 116	37	2SB	カナダ	SIS
4	125 - 163	51	2SB	日本	SIS
5	163 - 211	65	2SB	スウェーデン・オランダ	SIS
6	211 - 275	83	2SB	アメリカ	SIS
7	275 - 373	147	2SB	フランス	SIS
8	385 - 500	196	2SB	日本	SIS
9	602 - 720	175	DSB	オランダ	SIS
10	787 - 950	230	DSB	日本	SIS

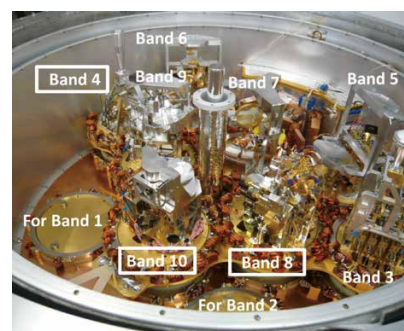


図 5.2: アルマ望遠鏡クライオスタットに搭載された受信機群。バンド 4、8、10 受信機の開発・製造は国立天文台が担当した。

受信機は、全アンテナに搭載される 66 台分に加えてスペア 7 台、合計 73 台ずつ量産をする必要があった。表 5.1 に示す通り各バンドの受信機の開発と製造は各国で分担され、日本はこのうちバンド 4、8、10 を担当した。一国で複数バンドの受信機を担当した国は日本以外になく、受信機開発において日本の貢献はたいへん大きいといえる。

アルマ望遠鏡受信機は、天体からの電波信号の振幅と位相を検出するためにヘテロダイン検波を行っている (図 5.3)。受信機の構成要素を大きく分けると、入力光学系、非線形素子、中間周波増幅系、局部発振器系に分けることができる。パラボラアンテナからの観測信号は受信機の入力光学系で受信され、非線形素子である超伝導ミキサに入力される。ミキサには局部発振器信号が加わり、マイクロ波帯の信号に下方周波数変換される。この信号がマ

イクロ波増幅器により増幅される。増幅された信号はアナログ / デジタル変換されたのちに光ファイバーを通して、最終的に相関器に送られる。

各アンテナから光ファイバーを伝って届けられる信号を受け取るのが、相関器である。相関器は、多くのアンテナからの信号を相関処理し全体をひとつの巨大望遠鏡とする「相関処理」と、受信信号の周波数分析する「分光」のふたつの働きを持っている。アルマ望遠鏡では、米欧が開発した 50 台のアンテナから来る信号を処理する相関器と、日本が開発した ACA から来る信号を処理する相関器 (ACA 相関器) のふたつの相関器が開発された。このうち、ACA 相関器の開発は日本が担当した (図 5.4)。実時間で処理されたデータは、再度光ファイバーを伝って山麓施設に送られ、データアーカイブに蓄積される。

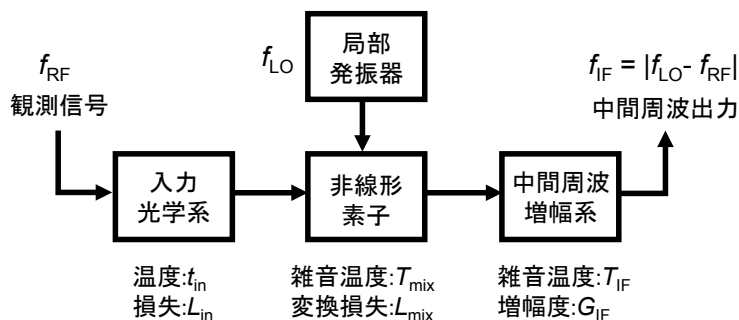


図 5.3: ヘテロダイン検出のブロック図



図 5.4: 日本が開発した分光相関器 (ACA 相関器)

5.2.2 アルマ望遠鏡建設期における 技術開発と、その波及効果

ここでは、アルマ望遠鏡建設期に取り組み立て確立した主な開発内容と、それらの開発による日本の産業界、大学および研究機関に対する波及効果についてまとめる。これらの例としては、高精度望遠鏡建設のノウハウ取得による次世代望遠鏡の建設推進や、情報通信研究機構との超伝導技術の共同開発研究、そして受信機開発における国立天文台と大学との関係強化等が挙げられる。以下に、アンテナ、相関器、光基準信号源、超伝導受信機についての主な開発内容や波及効果等について述べる。

5.2.2.1 アルマ望遠鏡アンテナ開発と野辺山、 TMTへの波及効果

アンテナは電波干渉計において最も重要な装置であり、望遠鏡の運用期間全体にわたって交換されることなく使用される。この点で、技術の進展に伴って更新することが一般的な受信機や相関器等とは大きく異なる。そのため、一度アンテナの技術仕様と設計が定められると、アンテナの基本設計の変更や大幅な改修を行うことは現実的には不可能である。しかしながら、アンテナ性能の向上や、詳細な特性評価を行うことによる運用効率の改善の余地はある。日本がアルマ望遠鏡のアンテナ開発および建設を分担した経験は、野辺山 45m 電波望遠鏡の運用と特性評価に対して好影響を与えただけでなく、その実績により 30m 望遠鏡 TMT の望遠鏡本体の開発を日本が担当することに繋がっている。

アルマ望遠鏡アンテナ開発は、これまで日本が経験したことのない新たな挑戦であった。これは、アルマ望遠鏡で用いる 12m および 7m アンテナの設計および建設において、非常に厳しい要求仕様を満たす必要があったからである。第一に、アルマ望遠鏡では観測内容に応じて配列を変えるためにアンテナは設置場所を頻繁に移動させることが前提となっており、アンテナをドームに収めることができない。そのためアンテナは太陽光、風、雨、湿気、雷、大気中の塵やゴミなどに晒され、またアンテナ移動の衝撃等にも耐えて性能を維持することが求められた。第二に、アンテナの指向精度および鏡面精度に対する要求が、それまでのどのような電波望遠鏡のアンテナと比べても桁違いに高く、さらにその性能を上述の環境条件で実現することが求められた。第三には、システムエンジニアリングの概念に基づき、安全設計、品質保証、構成管理、インターフェース管理、標準化および規格化等の専門的概念が持ち込まれた。これらは産業界では一般的に行われている事柄であったが、これまでの国立天文台における研究開発においては導入されていなかった。

技術的な点からは、有限要素法解析によりアンテナの

重力や風圧に対する構造変形を考慮した設計が、アルマ望遠鏡 12m アンテナには適用された。特に重力変形に対する解析の妥当性は、アルマ望遠鏡アンテナで天体を追尾しながら鏡面形状を測定することで、異なる仰角に対して確認されている。欧米のアンテナや日本の 12m アンテナでは、主鏡構造体に、軽くて強度に優れ、かつ歪みにくい炭素繊維強化プラスチックを用いている。しかし 7m アンテナでは、予算の制約もあり、それまでの常識に反して骨組みの素材に鉄を採用した。温度変化による変形を起こしやすい鉄を採用するにあたり、主鏡の一部分だけ日光が当たった場合においても全体の温度を均一に保てるよう、鏡を支える骨組みを中空にし、中に秒速 4~12m 以上の強い風を流すことによって構造体の温度を均一にすることを目指して、熱構造解析を駆使して設計開発を行った。その結果、実際の 7m アンテナの鏡面は、大きな外気温の変化に対しての形状変形が十分小さいことが確認されている。この設計開発能力には、米欧のアンテナ関係者からも感嘆の声が相次いだ。

開発したアンテナを合同アルマ観測所 (JAO) に引き渡すにあたり、JAO 国際チームによる厳しい受け入れ試験と審査会による審査に合格する必要があった。しかし、これまでのどの電波望遠鏡アンテナよりも高い精度を要求仕様とした結果、従来のアンテナの評価方法、評価装置およびデータ解析手法ではその高い精度を検証することができず、評価方向やデータ解析手法から新たに開発を行った。最終的な評価方法は日米欧で時間をかけて議論し、最終的には合意の下に決められた手順に従ってアンテナ評価試験および審査会を行った。こうして引き渡されたアンテナは、JAO による電波受信機の搭載と天文学的観測による性能評価を行い、また他のアンテナと結合させた干渉計試験なども経て科学観測に供されることとなった。

アルマ望遠鏡のアンテナ建設と運用は、国立天文台のアンテナ保守技術にも好影響を与えた。特に野辺山 45m 望遠鏡に対して、アルマ望遠鏡で培った厳格で系統的な性能解析に基づくシステムエンジニアリングの導入が行われた。また国外の電波望遠鏡に対する優位性を確保するため、天文学からの要請に基づく技術仕様が新しく開発された FOREST 受信機の科学評価活動に適用された。その結果、現在では FOREST 受信機は野辺山 45m 望遠鏡の基幹受信機システムとして共同利用に供されている。さらに望遠鏡全体の性能改善計画も進めた結果、マッピング効率が 2 年間で 10 倍改善された。野辺山 45m 望遠鏡に残された望遠鏡本体改修の課題は、指向追尾性能と鏡面精度の強風に対する向上である。アルマ望遠鏡で成功を収めた温度変化や風によるアンテナの変形を直接計測しリアルタイムで補正するシステム (メトロロジーシステム) を野辺山 45m 鏡へ適用するための開発が、現在進められている。

アルマ望遠鏡のアンテナ開発は、TMTのような次世代大型望遠鏡計画の開発にも繋がっている。TMTでは、望遠鏡構造体開発にシステムエンジニアリング的方法論が取り入れられている。高性能な指向精度および駆動性能を実現するために、アルマ望遠鏡望遠鏡で開発されたダイレクトドライブモーターを採用し、またアルマ望遠鏡で培った経験が天体追尾性能を精度良く解析する一助となっている。

アルマ望遠鏡アンテナは、現在の科学観測には十分に支障のないレベルで運用が行われているが、さらなる性能の向上を目指すうえでふたつの方向性が考えられる。まずメトロロジー補正に関して、さらに適切なりアルタイム補正による天体追尾性能の向上の余地が残されている。第二に、強風による天体追尾性能の低下に対して、より戦略的な望遠鏡運用を行うことで最小化できると考えられる。

5.2.2.2 ACA相関器の開発

(1) 世界最高性能への挑戦

干渉計の各アンテナで集めた電波信号が送り込まれる相関器は、分光と相関(検波)の両方の機能を有する重要な観測装置である。分光計の能力は、通常、分光できる帯域幅とその周波数分解能で決まる。開発当初からアルマ望遠鏡の分光相関器に求められていた分光能力は、連続した帯域幅 2GHz の処理と最高周波数分解能 5kHz 以下というものであった。この要求仕様は、当時世界で稼働していた電波望遠鏡用の分光器と比べても群を抜いて高いものであり、まさに世界最高性能へのチャレンジであった(Okumura et al. 2002 の Fig.1 参照)。さらに、アルマ望遠鏡は 12m アレイで当初計画時 64 台(現在は 50 台)、ACA で 16 台という多数のアンテナを結合させる干渉計であることから、相関器としても、アンテナの組み合わせの数に対応した大量の信号(各アンテナ毎に 5Gbps × 3bit × 4IF × 2 偏波)の相関演算処理を実時間で実現しなければならなかった。

そこで日本のアルマ望遠鏡相関器開発チームでは、相関演算の処理回路量を抑える目的で考案された FX(フーリエ変換後に相関処理を行う)方式(Chikada et al. 1987)の分光相関器を提案し、この方式で世界最高性能の分光能力が達成可能かどうかを実証するため、試作機を開発した。試作機は 2 アンテナ(1 アンテナペア)のデータを相関させる小規模なシステムではあるものの、2GHz の帯域幅を 13 万点に分光して 15.6kHz の周波数分解能を実現し、実際に野辺山宇宙電波観測所のミリ波干渉計に接続して天体からの電波を分光処理することで、目指す能力を有する分光相関器が実現可能であることを実証した(Okumura et al. 2002)。

試作機での結果をもとに、アルマ望遠鏡の要求仕様を満たす分光相関器の詳細な仕様検討を開始し、日本が担

当する ACA 用の分光相関器(以下、ACA 相関器)については、FX 方式で高速フーリエ変換(以下、FFT)の点数は 100 万点(=1024×1024; 分光点数は半分の 512×1024)となった。現在でもスーパーコンピュータの性能評価に FFT の速度がよく使用されるが、その際の点数はせいぜい 1024 である。4GHz の速度でやってくる信号に対し、連続して遅滞なく 100 万点の FFT を実施することは、当時の計算機設計・開発から考えて「常識はずれ」ともいえる厳しい仕様であり、これを実現するために様々な設計・実装上の工夫が行われた。100 万点の FFT に関しては要求される精度を検討した結果 16bit 演算とし、FFT 演算の係数はその都度演算するのではなく、ルックアップテーブル参照方式を採用した。さらに FFT を 8 並列で実施することで実時間処理を可能にした(Kamazaki et al. 2012)。これらの技術は、コンピュータ開発のみならず、広く高度なデジタル信号処理技術全般で使われている工夫を結集させたものといえる。

(2) 標高 5000m で高性能計算機を動かす

アルマ望遠鏡では、アンテナからの信号を集めて相関処理するまでを標高 5000m の山頂施設で行う。そのため、分光相関器は山頂施設の建物の中に設置されることになった。そこは建物内とはいえ 0.5 気圧の世界であり、さらにスペース・電力ともに非常に限られており、高性能専用計算機である分光相関器にとっては非常に厳しい環境であった。高い性能を有するスーパーコンピュータは、通常計算能力の実現を最重要視するため、一般的にはスペースや消費電力の制限のほとんど無い状況で設計・開発されている。しかしながら ACA 相関器の設計・実装では、前節で述べた高い計算性能の実現と同時に、限られたスペースの中で決められた消費電力で運用する条件が課せられており、ここでも今までの計算機開発のノウハウは使用できず、多くの実装上の工夫が施された。

開発チームにとって実装上最も大きな課題となったのが、0.5 気圧での冷却問題である。当時参考のできた事例としては、航空機内で運用されるデジタル機器類くらいしかなく、室内全体に配置された高性能計算機群を 0.5 気圧で十分に冷却することはまったく新たなチャレンジとなった。気圧が低い環境で ACA 相関器からの熱を効率よく逃がすために、熱の発生源である LSI を基板内に均等に配置し、さらに基板を垂直に立ててその間に冷却風を通すことにした。薄い空気では冷却効率が下がるため、冷却風を吸い込むファンは通常より高回転のものを使用した。最終的に所定の消費電力で十分に冷却された状態で運用できているか、現地に設置した後に試験を行った。観測サイトの建物の設計・運用を担当する部署と緊密に連絡を取り合った結果、十分な冷却風が室内に導かれ、設計通り冷却運用することができた。

定常運用になった際に ACA 相関器のメンテナンスをどのように行うかも大変大きな課題であった。標高 5000m (0.5 気圧) では、酸素も少なく人間の作業効率は著しく低下するため、不具合箇所の調査など複雑な作業を平地と同様に行うことは不可能である。そこでメンテナンスについても設計段階から議論を重ね、山頂施設では簡単な部品交換のみを行うこととし、部品交換しやすい構造を採用した。A4 サイズを少し横長にした基板 10 枚と電源を内蔵した高さ 20cm 程度のモジュールと呼ぶ筐体を使用し、観測サイトではこのモジュールを予備のものと入れ替える作業のみを行うこととした。不具合のあるモジュールを標高 2900m の山麓施設まで降ろして、そこでモジュール内にある基板の不具合などを測定器などを使って詳しく調べる、という方法をとった。ハードウェア設計だけでなく、不具合調査用のソフトウェアも何種類も開発し、遠隔操作で不具合箇所を特定できるようにしている。このような工夫は、天文観測に限らず、地球上の厳しい環境下での高度なデジタル機器の運用や遠隔保守の発展に役立つものであるといえる。

5.2.2.3 光技術による基準信号源の開発

ヘテロダイン方式を採用したアルマ望遠鏡受信機では、天体からやってきた信号と人工信号(ローカル信号)を混ぜ合わせることで周波数変換を行っている(図 5.3)。ここで用いる人工信号を作り出すのが、基準信号源である。

多くの電波望遠鏡では電気的に作り出された基準信号を用いているが、光技術を用いて基準信号を作り出すこともできる(フォトリックローカル)。アルマ望遠鏡が観測する高周波帯では、一般に電気方式より光方式の方が有利であることは良く知られている。高周波信号長距離伝送では光ファイバーが唯一の伝送方法であり、光技術はアルマ望遠鏡に不可欠な技術になっている。アルマ望遠鏡用に日本で開発を行ってきた機器は、産学官共同開発の日本の光技術を基にしたものである。

情報通信研究機構(NICT)は、光デジタル通信用にマツハツエンダー(MZM)型外部変調器を開発していた(図 5.5)。これは 3 つの MZM 構造を持った特殊な変調器であり、高消光比性能が高いものであった。しかしながら、この変調器の性能は当時の通信分野の要求をはるかに超えており、コスト面も含め実用化に至っていなかった。NTT は、高速の光・電気変換器(フォトミキサ)の開発において UTC-PD (uni-traveling-carrier photodiode) という新しいダイオードの開発を行っていた。この UTC-PD は、高周波・広帯域性能において抜きん出た性能を持っていた。しかしながら、このフォトミキサの性能は当時の通信分野の要求をはるかに超えており、コスト面も含め実用化に至っていなかった。

一方アルマ望遠鏡のフォトリックローカルシステムは、

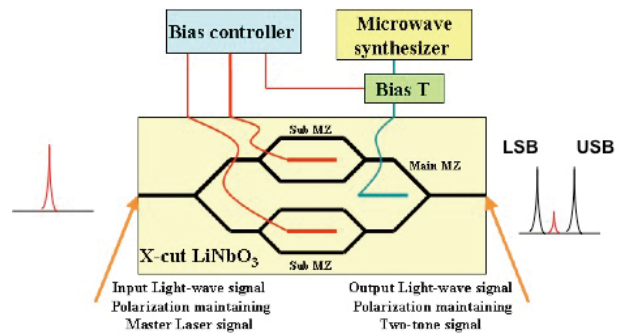


図 5.5 : MZM 型光変調器

アメリカ国立電波天文台(NRAO)が開発予算が割り振られ、2 台のレーザの光位相同期方式での開発が進められていた。日本は米欧に比べて 2 年遅れでアルマ望遠鏡計画へ参加するが、この時点で NRAO の試作品の性能が不十分であることが判明した。基準信号系はアルマ望遠鏡計画にとって最も重要な技術の一つであったことから、日本も並行して代替システムの開発を行うこととなった。国立天文台も当初は NRAO と同じ方式での開発を行っていたが、NRAO と同様に位相安定性能が思わしくなく、光源のレーザの安定度に依存しない外部変調方式に方針転換することにした。

応用分野を探していた NICT の MZM と、高周波性能と高消光比性能を持った外部変調器を探していた国立天文台の思惑が一致し、高周波光アナログ信号伝送という新しい応用分野で MZM 外部変調器が用いられることとなった。アルマ望遠鏡の要求性能は、当時の光デジタル通信要求より高周波性能が求められたため、変調器のドライブ方式を両者で新たに開発した。

結果的には、その後の NRAO の試作がアルマ望遠鏡仕様を満たし、日本で開発した外部変調方式が現行のアルマ望遠鏡に採用されることは無かった。ただし、今後アルマ望遠鏡の基線長を拡大させていくためにはさらに高品質な基準信号が必要になるため、対応可能な光技術方式が採用される可能性もある。

その後、アルマ望遠鏡のアンテナの鏡面誤差を測定するためのホログラフィー受信機(図 5.6)とキャリブレーション用の人工信号発生器の製作依頼が国立天文台側にあり、MZM 外部変調器は両装置の信号発生用として実際に用いられている。12m アンテナの測定では、測定精度 5 ミクロン、再現性 2 ミクロンを実現している。また、UTC-PD も高周波・広帯域性能に優れているため、上記のホログラフィー受信機と人工信号発生器に用いられ、実運用に供されている。

以上のように、通信分野で開発された最先端の光技術の最初の応用例が、天文分野の最先端システムであるアルマ望遠鏡となった。異分野間の技術の交流は、両分野に大きな相乗効果をもたらすものと考えられる。

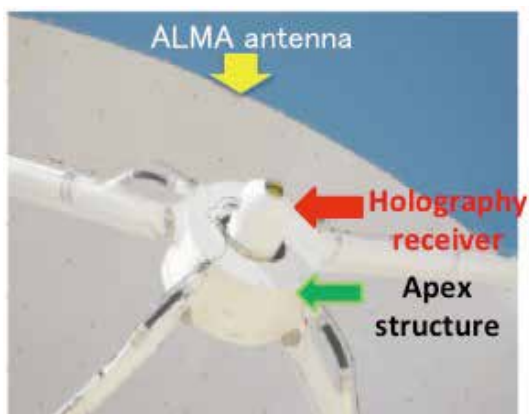


図 5.6：MZM 外部変調器を用いたホログラフィー受信機。アンテナの副鏡が設置される部分の裏側(空の側)に、ホログラフィー受信機が取り付けられている。

5.2.2.4 アルマ望遠鏡バンド4,8,10受信機開発

表 5.1 に示すように、日本はアルマ望遠鏡バンド 4、8、10 の超伝導受信機の開発・製造を行った。特にアルマ望遠鏡の最高周波数帯であるバンド 10 の受信機開発は困難を極めた。バンド 10 受信機に要求された性能は「量子雑音の 5 倍 (230K) 以下」という極めて挑戦的な感度であった。この性能は、アルマ望遠鏡計画がスタートした 2000 年頃には技術的見通しが全く立っておらず、欧米では達成目標の外に置かれるほどであった。日本は世界に先駆けてアルマ望遠鏡によるサブミリ波観測の科学的重要性を指摘していたこともあり、最難関とされるバンド 10 受信機の開発を担うことになった。しかも天文機器開発としては初の「量産」であった。このような天文学からの前人未踏の要請が強いモチベーションとなり、国立天文台先端技術センターを中心とした大学、企業、研究機関等の連携が促された。厳しい要求性能を満たすように、もともと我が国が有していた最先端の超伝導技術、機械加工技術などの受信機量産に必要な技術がさらに進歩を遂げた。この結果、2013 年度末までに 3 バンド分の受信機の製造・試験およびアルマ望遠鏡プロジェクトへの出荷を無事終了し、国際公約を果たした。アルマ望遠鏡受信機開発を通じて我が国のモノづくりの強さを実証したことは、世界における我が国のプレゼンスを向上させた要因のひとつとあってよいだろう。

ヘテロダイン方式(図 5.3)における受信機の雑音温度(感度) T_{RX} は、以下のように表される。

$$T_{RX} = T_{in}(L_{in} - 1) + L_{in}T_{mix} + L_{in}L_{mix}T_{IF}$$

したがって、アルマ望遠鏡で要求する厳しい受信機雑音温度仕様を達成するためには、すべての受信機構成要素において、超低損失、超低雑音である必要があり、すなわち各部において究極の性能を追求する必要がある。

入力光学系には、コルゲートホーンと呼ばれる導波管部品が用いられる。導波管部品は周波数が高い(波長が



図 5.7：切削加工で作製したバンド 10 用コルゲートホーンアンテナの写真。開口部の直径は 6mm、円錐型の穴は 54 μm である。

短い)ほど寸法が小さくなり、高い加工精度が要求される。アルマ望遠鏡の最高周波数帯であるバンド 10 においては、図 5.7 に示すように円錐型の穴の内部に幅 54 μm 、深さ 83~127 μm の凹凸が 100 以上ある構造が必要とされた。この製造を担当した国内企業(神奈川機工)は、量産に適した旋盤などの切削で高精度かつ迅速に加工する技術を獲得した。これは先行開発していたバンド 4 用ホーンの加工技術がベースとなっており、国立天文台で開発した高精度電波性能測定装置での評価結果をフィードバックさせながら開発したことにより実現したものである。世界的に、この周波数帯で用いられる導波管部品を切削加工した例はない。この優れた実績により、国内だけでなく海外からも精密加工の依頼が寄せられるようになった。また、バンド 8 は先の表 5.1 に示すように 2SB の受信方式として最高周波数帯である。2SB 方式は DSB 方式に対して、観測上のメリットが非常に高い反面、複雑な導波管回路等が必要である。バンド 8 の導波管部品を担当した国内企業(雄鳥試作研究所)では、例えば図 5.8 に示すように、2 つの導波管の間を複数のスリットで結合する導波管部品(90 度ハイブリッド)を極めて高い精度で量産する技術を獲得した。また OMT と呼ばれる直交する 2 偏波に分離

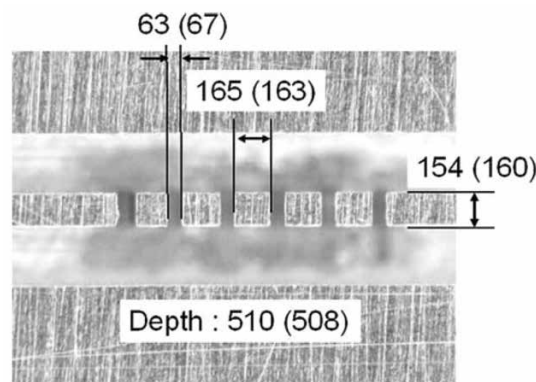


図 5.8：アルマ望遠鏡バンド 8 用 90 度ハイブリッドのブランチャイン部の写真。記載されている数字の単位は μm で、測定値(設計値)を示す。

する導波管部品も量産し、世界に先駆けた技術であった。これらも先行開発に成功していたバンド4の技術がベースになっている。バンド4、8、10の受信機の開発による相乗効果が我が国の開発力を押し上げたといえよう。

受信機の心臓部といえる超伝導デバイス開発は、国立天文台により行われた。国立天文台では、1980年代半ばから主にニオブ系超伝導技術の研究開発に取り組み、野辺山宇宙電波観測所のミリ波帯 SIS 受信機やアタカマサブミリ波遠望鏡実験 (ASTE) のサブミリ波帯 SIS 受信機などの開発に豊富な経験を持っていた。特に低雑音動作に欠かせない高品質 Nb/AlOx/Nb トンネル接合の作製技術を確認し、10kA/cm² 程度までの臨界電流密度を持つ SIS トンネル接合を標準的に作製することが可能であった。ただしアルマ望遠鏡では、66台あるパラボラアンテナの各々に受信機を搭載することになっており、しかもその性能は世界最高かつ均一であることを要求している。受信機の性能はその心臓部である SIS デバイスの性能に左右されるため、サブミクロンオーダーで制御された均一性の高い超伝導デバイス作製技術が必要であった。国立天文台では早くからこの点に着目し、これまでの長期に渡る研究の蓄積に加え、量産用半導体プロセスに用いられている最高解像度 0.35 μm を持つ紫外線露光装置 (i 線ステッパー) や ICP エッチング装置などを導入し、超伝導デバイスの均一化に取り組み、バンド4、8用超伝導デバイスの量産に成功した。

しかしながら、バンド10用超伝導デバイスは国立天文台の技術だけでは解決できない問題を抱えていた。上述のバンド4、8で用いているニオブでは、材料に起因する本質的な周波数限界 (約 700GHz) のため、バンド10周波数帯の電磁波を高感度に検出することは原理的に不可能なのである。それを打破するためのポストニオブ技術として、ニオブの約2倍の動作周波数限界を有する窒化ニオブ系技術の研究開発が世界的に行われてきたが、これまでアルマ望遠鏡に搭載可能な性能は得られていなかった。一方 NICT では、未開拓電磁波領域であるテラヘルツ帯を周波

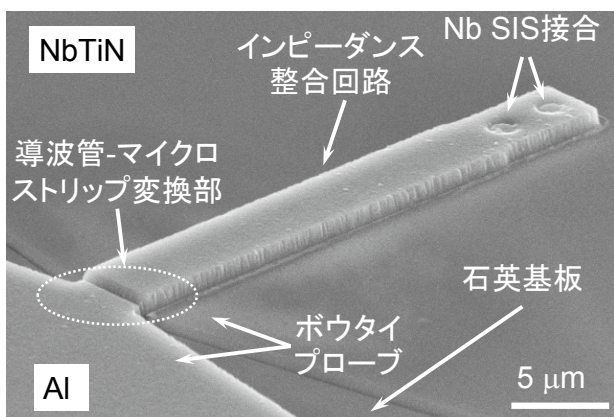


図 5.9: 国立天文台/NICT で開発したバンド 10 用ミキサチップ。

数資源として有効利用することを目指して、1990年代から窒化ニオブ系超伝導技術の研究開発をスタートさせ、世界有数のデバイス作製技術を獲得していた。国立天文台はこの点に着目し、NICTの技術と国立天文台の有する技術を融合させる戦略を立てた。すなわち低損失な特性が必要な高周波伝送線路部には NICT の窒化ニオブ系技術を、そして低雑音特性が必要な SIS 接合部には国立天文台のニオブ系技術を用いたデバイス開発を開始したのである。図 5.9 に開発に成功したバンド 10 ミキサデバイスを示す。ミキサチップ上には、高品質な超伝導 NbTiN 薄膜上に直径 1 μm の大きさを持つ Nb/AlOx/Nb 接合を作製し、接合容量を同調するためなどの NbTiN/SiO₂/Al マイクロストリップ線路による超高周波回路を集積化した。これにより図 5.10 に示すようにこれまでの性能を大きく凌駕する世界最高性能を実現し、我が国のプレゼンスを大きく向上させることに貢献した。NICT では、実用化に成功した窒化ニオブ系技術を将来の情報通信社会を支える量子情報通信や量子ビットへの応用に展開するなど、新たな分野に向けた研究開発に発展している。

これら最先端の受信機開発には、大学の協力により多くの学生や博士研究員が参加した。これにより若手研究者が育成されただけでなく、研究協力を通じて我が国の大学の技術力が底上げされた。アルマ望遠鏡で培った高度な受信機技術が我が国の大学や研究機関の電波望遠鏡へ波及し、飛躍的に性能が上がった。現在、育成された若手研究者が中心となって次世代望遠鏡開発を牽引している。このように、国際大型プロジェクトでの受信機開発を担当したことは、我が国の研究開発力を大きく引き上げると同時に若手研究者の育成にも貢献し、非常に意義深い結果となった。

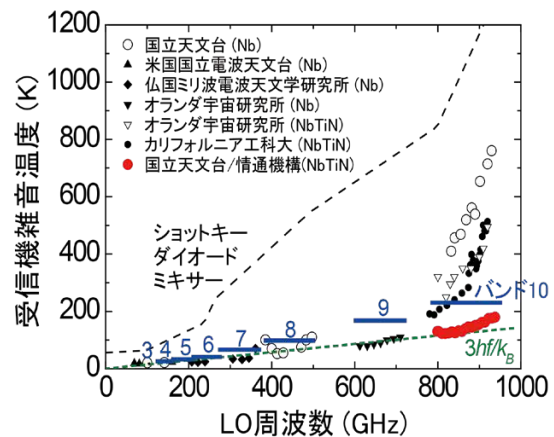


図 5.10: これまで報告されている代表的な SIS 受信機の雑音温度性能とアルマ望遠鏡の各バンドの SIS 受信機に対する雑音温度仕様。典型的な半導体ショットキーダイオードミキサの性能も示す。点線は量子雑音の 3 倍を示している。研究機関の括弧内はミキサチップの主な配線材料を示す。

5.2.2.5 アルマ望遠鏡受信機開発を通じた 大学との関係強化

(1) 大阪府立大学

大阪府立大学は、日本が正式にアルマ望遠鏡計画に参加する前の段階から受信機等の開発で国立天文台と協力してきた。主な協力項目としては1) 受信機カートリッジ構造体の検討試作、2) バンド4 受信機の開発、そして3) アルマ望遠鏡最高周波数帯であるバンド10 受信機の開発である。1) においては、カートリッジ型受信機を開発を行うにあたり、受信機を搭載するカートリッジ構造体の検討試作を名古屋大学と共同で行った。様々なデザインのカートリッジ構造体を試作し、仰角による重力変形を評価するために、シミュレーションや実測を行った。この時開発を行ったカートリッジ構造体は、ASTE やアルマ望遠鏡プロトタイプアンテナ等の望遠鏡に搭載され、受信機評価やサイエンス観測への足掛かりとなった。2) のミリ波帯バンドの開発においては、当初日本がどの受信機バンドでアルマ望遠鏡に参加するか流動的な情勢であったため、バンド3とバンド4 受信機開発が並行して行われた。まず、測定系や局部発振器系などの環境が比較的整っていたバンド3から開発を行った。試作カートリッジにバンド3用DSB ミキサを搭載した受信機をASTEに搭載して、試験観測等のデータの取得に成功した。アルマ望遠鏡プロトタイプアンテナ試験においては、当時まだ実用化されていなかったミリ波帯の導波管型サイドバンド分離ミキサを搭載したバンド3 受信機を搭載して、受信機およびアンテナの評価を行った。それらの経験に基づきバンド4の試作受信機を開発を行うなど、大学における受信機開発能力を大きく向上させた。さらに3)のバンド10 受信機の開発においては、ホーンアンテナを含む光学系検討に初期段階からかわり、詳細な光学設計を行っただけでなく、受信機の心臓部であるバンド10 ミキサ開発にも参加し、世界最高性能の実現に大きく貢献した。

(2) 電気通信大学

電気通信大学では、アルマ望遠鏡建設期以降、国立天文台と共同でアルマ望遠鏡用受信機の性能向上を目的とした研究を行ってきた。これまで、SIS 接合の高品質化や、SIS 接合の静電容量測定システムの構築、低雑音増幅器の冷却時における特性評価システムの構築など、受信機の性能向上に関わる基礎研究を行ってきた。特に、電気通信大学と国立天文台との共同で開発した超伝導トンネル接合の高品質化の技術に関しては、その後の受信素子の広帯域化にも大きく貢献している。この研究は学生が主体的に推進したものであり、学生が筆頭著者の査読論文も採択されるなど、アルマ望遠鏡に関する開発が次世代を担う人材の育成にも大きな役割を果たしている。

(3) 関西学院大学

関西学院大学では、国立天文台のアルマ望遠鏡バンド10 受信機の性能に触発され、バンド10 以上の高い周波数域のヘテロダイン受信機を開発を開始した。電波望遠鏡の受信機は電波カメラによる観測視野の拡大が優先される方向にあるが、電波の観測の特徴である高い周波数分解能で分光観測を行うヘテロダイン受信機の開発意義は依然高い。ヘテロダイン受信機の開発においては、低い雑音、観測帯域の拡大、中間周波数帯域の拡大、シングルサイドバンド(SSB)化、利得安定性が基本的な要求であり、用途によってはビーム数の拡大や、大きさや重量、消費電力の低減が課題となる。この開発において基幹となるコンポーネントは、高い周波数の入力信号を中間周波数信号へと変換するSIS ミキサである。研究グループでは、南極のような電力供給の厳しい場所でのヘテロダイン受信機の運用を目指し、500GHz 帯において、1kW 級の冷凍機を用いてSIS 素子を3.5ケルビンに冷却する冷凍機の開発に成功している。現在、独自の低消費電力の冷凍機インテグレーション技術を生かした上で、バンド10の周波数帯域におけるサイドバンド分離方式による受信機のSSB化の開発を進めている。大学では人的資源や開発装置の環境に限りがあるので、基幹コンポーネントであるアルマ望遠鏡で開発されたバンド10のミキサの供給があることが、高い周波数領域のヘテロダイン受信機の技術開発に取り組む大きなきっかけとなった。

5.2.3 次の10年に向けたアルマ望遠鏡の 性能向上開発計画

アルマ望遠鏡は、科学運用当初から数々の重要な成果を達成している。しかしながら、ミリ波、サブミリ波帯の観測装置として天文学研究を進展させつづけるためには、2020~2030年にかけてアルマ望遠鏡の性能をさらに向上させる技術開発が不可欠である。開発項目では、受信機システムおよび関連するエレクトロニクス、データ転送システムおよび相関器の性能向上が挙げられる。これらの開発項目については、技術開発の実現可能性の検討中であり、またアルマ望遠鏡への適用の影響と科学的意義については後の章にて述べる。

現在、国立天文台および東アジアアルマ参加研究機関は、アルマ望遠鏡将来開発ロードマップおよび東アジア地域の科学者からの要望に基づき、研究開発を進めている。また、民生品の有効活用や近年の技術革新の恩恵を生かすことで、開発費を抑える試みも行っている。

5.2.3.1 次世代受信機開発

新規受信機の研究開発は、広帯域受信機、THz 帯受信機、およびマルチビーム受信機の3つの方向性を軸に進められている。それぞれの開発について以下に述べる。

(1) 広帯域受信機

“ALMA DEVELOPMENT ROADMAP”で明示されている通り、中間周波数帯域幅を広げることは次世代アルマ望遠鏡受信機において最重要課題のひとつである。中間周波数とは、ヘテロダイン方式を用いた受信機の中間段階でミリ波/サブミリ波の受信信号の周波数をマイクロ波に変換した周波数である。連続波電波観測の感度は帯域幅の平方根に比例するため、中間周波数帯域の拡大は感度向上に直結する。また線スペクトルの場合には多くの輝線を一度に観測することが可能になるため、さまざまな分子が放つ電波を一度にとらえるなど観測効率が大きく向上する。一般に中間周波数帯域の拡大は受信機感度の低下をもたらすが、受信機感度の低下がそれほど大きくない場合、特に元々のシステム雑音温度が高い高周波帯ではこの影響は軽微である (Gonzalez et al. 2018)。さらに受信機の観測帯域は比帯域で決まっているため、高周波の受信機ほど観測周波数帯域を広く取ることができる。このため、中間周波数帯域の拡大は高周波帯受信機ほど恩恵が大きい (Iguchi et al. 2018)。

観測周波数帯域の拡大は、効率的な観測による科学観測時間の増加だけでなく、現在 10 バンドであるアルマ望遠鏡の受信機数を減らすことにつながる。これは受信機の運用と保守の面から大きなメリットである。加えて現状では複数の受信機にまたがる輝線の同時観測など、新しい科学観測提案に繋がる。

広帯域受信機を実現するための基礎技術として、高臨界電流密度 (high-Jc) をもつ SIS 素子が必要である。SIS 素子自身の常伝導抵抗 R_N と接合容量 C_J との積によって決まる遮断周波数を上げるためには、微小面積と数十 kA/cm^2 以上の高臨界電流密度 ($J_c \propto 1/R_N C_J$) をもつ素子が必要とされる。近年、国立天文台クリーンルームにおいて、窒化アルミニウム (AlN) をトンネル障壁材とした NbN/AlN/NbN トンネル接合を開発し $50\text{kA}/\text{cm}^2$ に達する高臨界電流密度、かつリーク電流の少ない高品質な SIS 素子を実現

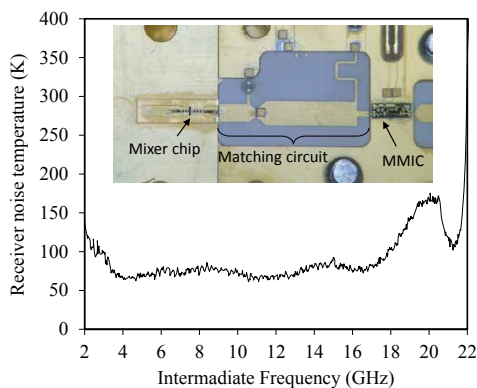


図 5.11: 開発したアルマ望遠鏡バンド 8 高臨界電流密度 SIS ミキサアンプモジュールの写真と中間周波数帯域性能。横軸が中間周波数、縦軸が雑音温度を示し、局部発振器周波数 440GHz 時の DSB 受信機雑音温度をプロットしている。

している (Kroug et al. 2016)。従来の酸化アルミ (AlOx) を用いた Nb/AlOx/Nb 接合では約 $10\text{kA}/\text{cm}^2$ が限界だったため、その数倍の広帯域特性が得られることになる。さらに、広帯域な超伝導素子は、製作時の加工誤差等に対し許容できる範囲が増え設計が容易になるメリットもある。

中間周波数帯域の広帯域化のため、国立天文台は高臨界電流密度 SIS 素子と市販の広帯域低雑音冷却増幅器を組み合わせた超伝導受信機の開発を行った。高臨界電流密度 SIS 素子を用いることで、SIS ミキサの IF 出力ポートのインピーダンスを観測周波数全域に渡り 50 オーム付近に設定することが容易となる。従来は、超伝導素子と冷却低雑音増幅器の間のインピーダンス不整合に対応するためにアイソレーターを用いる必要があった。アイソレーターはそれ自身が帯域特性を持つため、広帯域化の妨げとなっていた。超伝導素子と増幅器を直結することが可能となったことにより、3-18GHz と広帯域の IF 帯域において極めて良好な低雑音性能を実現している (図 5.11, Kojima et al. 2017)。将来的には中間周波数増幅器の帯域の拡大も見込まれているため、それに伴い広帯域な中間周波数を持つ受信機の開発を継続していく。

国立天文台は $25\text{kA}/\text{cm}^2$ 以上の高臨界電流密度を有する SIS 素子を用いることにより、アルマ望遠鏡バンド 7 とバンド 8 の 2 つにまたがる 275-500GHz の帯域を単一の受信機でカバーすることを実現した。このような広帯域な受信機の開発のためには、受信機の心臓部である導波管ミキサそのものの開発のみならず、測定評価系で使用する導波管回路の広帯域化も大きな課題であった。アンテナで集光された電波を SIS 素子に導くための光学系や導波管回路の物理的理解と、高度な電磁界シミュレーションを駆使することで、この課題を克服した (Gonzalez et al. 2017)。開発した DSB ミキサの雑音温度は、この周波数帯での世界最高感度のもと同等の量子限界の 2~3 倍を既に達成している (Kojima et al. 2018)。現在はこの DSB ミキサを用いた、広帯域サイドバンド分離ミキサの開発に取り組んでいる。

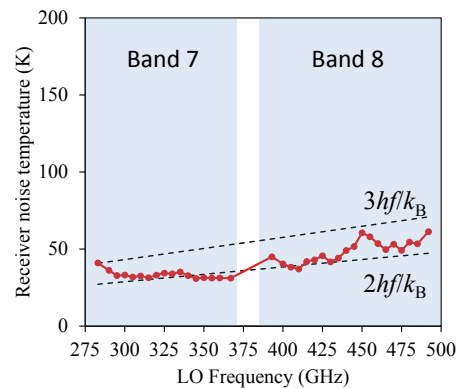


図 5.12: 開発した 275-500 GHz 導波管 SIS ミキサの受信機雑音温度特性。アルマ望遠鏡バンド 7・バンド 8 にまたがる周波数帯において良好な性能を達成した。

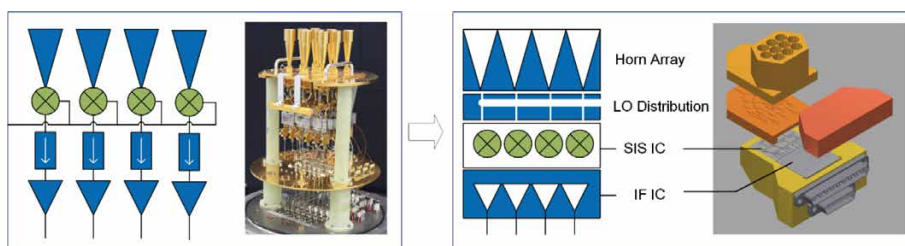


図 5.13：単一ビームの受信機モジュールを並べた形のマルチビーム受信機（左）と、平面集積回路型のマルチビーム受信機（右）

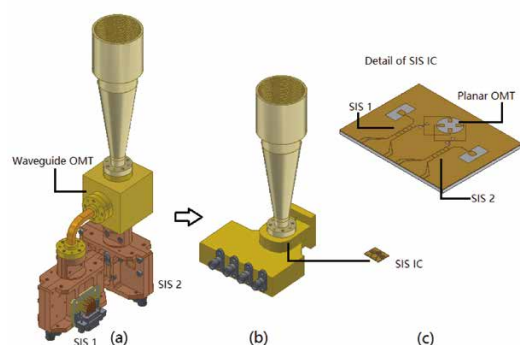


図 5.14：(a) 従来の受信機では、直交偏波分離器 (OMT) と SIS ミキサが別のブロックとして配置されていたため装置の小型化に限度があったが、(b) の平面集積回路型マルチビーム受信機では集積回路上に OMT と SIS ミキサを配するため、小型化が可能である。

(2) THz 受信機

アルマ望遠鏡サイトにおいては、水蒸気量が少ない好条件により、現在のバンド 10 を超える THz (テラヘルツ) 帯の観測も可能である。

現在、国立天文台における THz 受信機開発は、バンド 10 受信機の性能向上を目標として進められている。アルマ望遠鏡受信機開発においては、次のような制約が見いだされた。すなわち、(1) THz 帯局部発振信号強度の不足、(2) 高周波回路の一部に用いているアルミの高周波損失による信号減衰により、SIS 接合の量子力学的極限性能を十分に引き出せていないこと (3) 従来の酸化アルミ (AlOx) を用いた Nb/AlOx/Nb 接合を用いているため、臨界電流密度が十分でなく観測周波数帯域が制限されていること、である。(1) の制約についての解決策として、集積型バランスミキサを開発しその性能を確認している (Fujii et al. 2016)。(2) の制約に関しては、アルミ配線の部分を超伝導材料である NbTiN で置き換え、回路を無損失化すれば THz 帯において理論的限界性能を有する超高感度検出器を実現することが可能である。しかしこの技術は現状でも非常に難しい (Uzawa et al. 2017)。一方で高臨界電流密度 SIS 素子を用いることにより、(3) のみならず (2) の制約についても劇的な改善を実現することができた。観測周波数帯域の向上を実現し、アルマ望遠鏡量産時の最低雑音温度と同等の感度を 787-950GHz の帯域において平坦な受信機雑音性能を実現している (Kroug et al. 2018)。

(3) マルチビーム受信機

アルマ望遠鏡の観測視野は、アンテナの直径と観測周波数によって決まっている。例えばアルマ望遠鏡におい

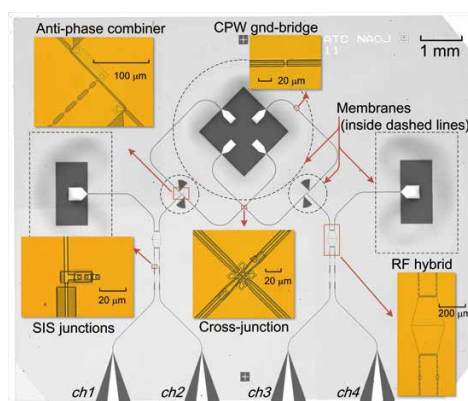


図 5.15：平面集積回路型マルチビーム受信機のために開発した SIS 集積回路

て、300GHz の観測における視野は 21 秒角と狭い。それ故、広い視野が必要となる星形成領域や近傍銀河、大小マゼラン雲、および太陽観測の研究では、アンテナを振って複数の視野を観測することが必要となる。また遠方銀河の観測においても、銀河そのものは視野内に収まるが、銀河を取り巻く星間ガスの研究等では視野の狭さが制約となっている。アルマ望遠鏡の広視野化は、すばる望遠鏡超広視野主焦点カメラ (HSC) 等を始めとする将来の他波長における広視野ビッグデータとのシナジーの観点から、今後さらに重要となる。

現状、ハッブル・ウルトラディープフィールドをアルマ望遠鏡バンド 6 (230GHz 帯) で観測した場合には、およそ 100 点の繰り返し観測が必要となる。期待される銀河の数は、アルマ望遠鏡のすべてのアンテナを約 500 時間使うことでおよそ 600 個となるが、このような長時間の観測提案は現実的ではない。マルチビーム受信機によりビーム数が N 個に増えれば、観測時間が 1/N になる。例えば N ~ 10 のマルチビーム受信機を用いれば遠方に存在する天の川銀河タイプの銀河のサーベイを現実的な観測時間で行うことが可能となる。

しかしながら、コンパクトなマルチビーム受信機を既存の電波天文用冷却低雑音ヘテロダイン受信機で実現することは極めて困難である。これは、中間周波数帯増幅器や超伝導技術、冷凍機の冷却能力や局部発振信号の出力電力等の技術的制約が多いためである。通常マルチビーム受信機は、単一ビームの受信機モジュールを並べて実現している。この方法では受信機のサイズが大きく複雑となり、また冷却能力による制約等の問題、さらには組み立

ておよび保守の観点から、大規模なマルチビーム受信機の実現は不可能である。

そのため国立天文台は全く異なるアプローチとして、平面集積回路型の超伝導マルチビーム受信機の研究開発を行っている (Shan et al. 2018)。半導体産業におけるシリコン集積回路の技術革新に触発され、研究チームでは超伝導 SIS 受信機回路を平面基板上に集積する開発に着手した。この平面集積回路のコンセプトの核心は、以下の3つに集約される：(1) モノリシックに作成されたサイドバンド分離 (およびバランスト) SIS ミキサ超伝導回路、(2) 平面基板上直交偏波分離器 (OMT)、および (3) 組み込まれた局部発振信号分配回路である。これまで提案されている SIS マルチビーム受信機と異なり、この方式のみが、両偏波サイドバンド分離 (およびバランスト) SIS ミキサをひとつのシステムとして実現することが可能である。

5.2.3.2 局部発振信号分配の改善

ヘテロダイン方式を用いるアルマ望遠鏡では、局部発振信号は観測された信号を中間周波数帯に変換する重要な役割を持つが、位相の情報をアンテナまで分配する役割も持つ。

“ALMA DEVELOPMENT ROADMAP”では、局部発振信号に関連する2つの機能更新として、1) アンテナの展開範囲を2~3倍に拡大する長基線観測、2) 高周波観測の効率向上、について述べられている。このどちらについても、高位相安定な基準信号を高速周波数切り替え機能を伴って各アンテナに分配することが、大気による位相揺らぎを打ち消すためには必須となる。

国立天文台では、上記の要請に応えることが可能な、図 5.16 に示す光技術に基づいた局部発振器システムの開発を行っている。この方式では、ポストプロセスによる2光波ラウンドトリップ位相補正の実証も行っている。2光波のラウンドトリップ位相を独立に計測し、差を検出することで伝送ミリ波の安定度のみ補償する。2光波に共通に影響する外乱雑音は、自動的に除去される。この理由のため、この方式は分配している局部発振信号の周波数に

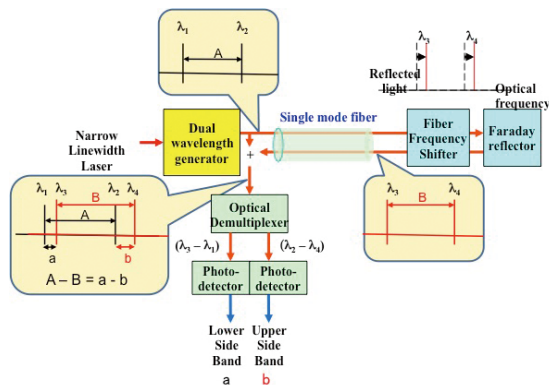


図 5.16：光技術に基づいた局部発振器システム

依存しない利点を持つ。この技術を用いることで高周波観測に必須となる周波数スイッチングが可能となる。

既存のアルマ望遠鏡で実装されている単一レーザー光によるラウンドトリップ方式 (ALMA line length correction system: LLC) は周波数依存性を持ち、また位相調整器 (またはファイバー伸縮器) を必要とする。そのため既存の LLC システムは、位相調整における周波数やファイバー調整長の制約が存在する。我々が新規に開発したポストプロセス方式による位相補償技術は、100-700GHz の周波数範囲で、10km 光ファイバーケーブルにおいて高安定位相伝送に既に成功している (図 5.17)。伝送後の高周波信号の位相安定度は、ホワイトノイズ成分を持ち、 10^{-13} ($\tau = 1s$) が得られている。さらに局部発振信号分配システム中の位相変動は、大気による位相揺らぎと共に天体信号の相関処理の後に行うことが可能である。この結果は、アルマ望遠鏡の長基線観測および高周波観測において重要な鍵となる。

このアイデアに加えて、我々は光技術により直接局部発振信号を発生させる開発も行っている。この技術は特に広帯域受信機の実現に有用である。現状の方式では、サブミリ波帯の局部発振信号を得るためには、マイクロ波、ミリ波帯の多段の通倍器 (ショットキーダイオード技術) と増幅器を用いて、周波数の低い信号から信号を得る必

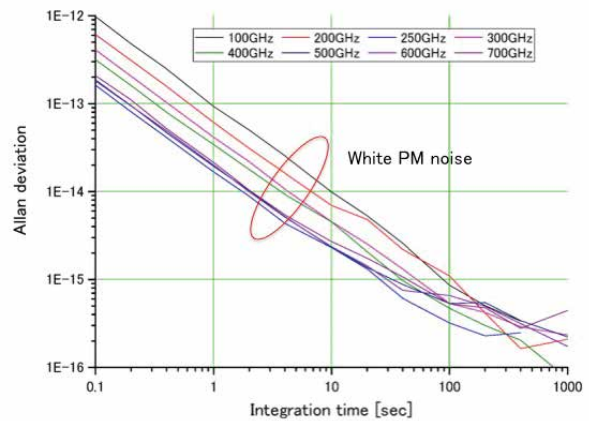


図 5.17：ポストプロセス方式による位相補償技術により実現した高安定位相伝送

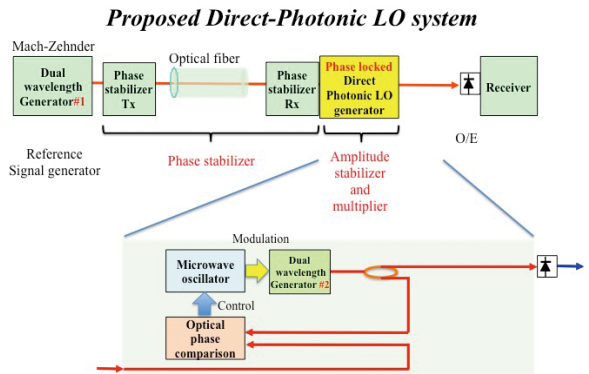


図 5.18：ダイレクトフォトニック局部発振システムのブロック図

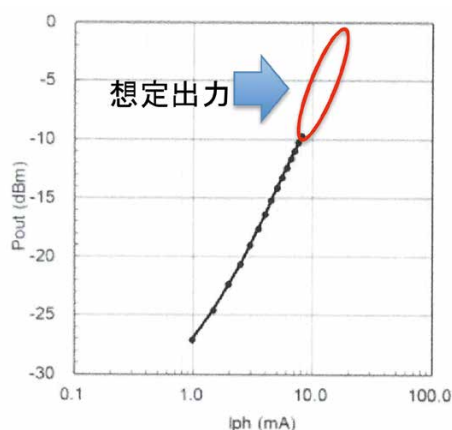


図 5.19：市販フォトミキサの電流—出力電力特性

要がある。この方式では通倍器の周波数変換効率の制限により、十分な出力の局部発振信号を得ることが非常に難しい。別の方式として、2つの光信号の差をフォトミキサで得ることにより、直接局部発振信号を発生させる方式を検討している。フォトニック技術により局部発振信号を直接発生させることが可能になれば、多くの増幅器や通倍器を用いる必要がなくなり、また多段増幅に伴う信号の劣化に伴う帯域制限からも解放される。

この方式の問題は、市販のフォトミキサでは十分なミリ波サブミリ波帯信号の出力が得られないことである。図 5.19 に示すように、フォトミキサの出力電力はフォトダイオードに流れる電流の2乗に比例する。しかしながら、フォトミキサに流れる電流が大きすぎると、過電流によりフォトダイオードに損傷を与えてしまう恐れがある。フォトミキサを冷却することで、フォトダイオードを損傷の危険にさらすことなく電流値を増加させることができる。これにより 350GHz で、電流値 $I_{ph}=20\text{mA}$ において -3dBm の出力を得る可能性がある。

5.2.3.3 バックエンド、データ伝送システムの改良

天体信号を受信機にて中間周波数帯域に変換し増幅した後、信号はアナログ/デジタル変換 (analog-to-digital converters: ADC) にてデジタル信号に変換される。高性能 ADC のサンプリング周波数は、クロックのタイミングジッタにより制限されている。富士通をはじめいくつかのメーカーは 100GSps (ギガサンプル毎秒) を超えるような高速 ADC を開発しており、これらの ADC は IF 帯域の広帯域化の需要に応える可能性がある。しかしながら、これらの ADC は価格が非常に高い。

一方で、現状のサンプリングプロセスにおけるアパーチャ・ジッタの問題を打破するために、低ジッタ光パルスを用いた光領域での ADC の可能性がある。サンプリングは、光電気変調器にアナログ信号が入力された際に、光パルス列が光電気変調器を通る際に行われる。光パルスの強度が入力アナログ信号の強度に対応する。この方式

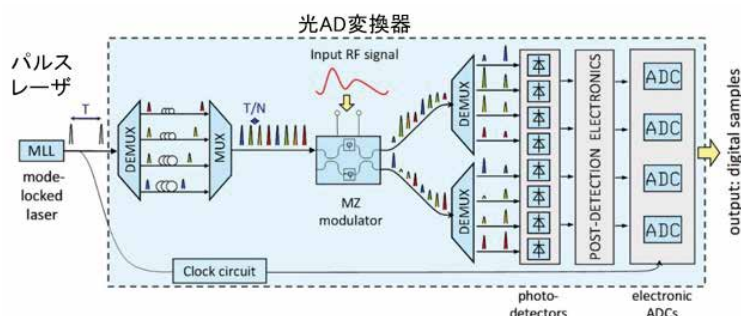


図 5.20：フォトニック ADC システムの概念図

の主なメリットは、光領域でのサンプリングジッタは光パルス列によって決まるが、一般的にこのジッタは非常に小さい。その他のメリットとして、高周波入力時の大規模なデータフローを扱うことができることである。本方式の光技術を用いた ADC では、入力信号を複数の低レートのチャンネルに分配し、並行して処理することが可能となる。想定されるシステムのプロットを図 5.20 に示す。

受信機やバックエンドの広帯域化に伴いデータ量が増えるために、データ転送システムの機能更新も必要となる。最も有望な案は、市販の Ethernet 技術を用いることである。近年の高速 Ethernet 通信の進捗により、100GSps を超える高速データ転送が実現されている。

5.2.3.4 相關器・分光器の改良

高性能コンピューティングの分野では、汎用計算 GPU (General-Purpose computing on Graphics Processing Units: GPGPUs) は近年ますます重要な役割を果たすようになってきている。数値天体物理学・シミュレーション天文学の分野においては、GPGPUs は計算負荷の高いホットスポットと言われる部分でしばしばアクセラレーターとして用いられる。例をあげれば、質点同士の重力相互作用をみる N 体シミュレーションにおいて、もっとも計算負荷のかかる質点同士の重力相互作用計算量は GPGPUs にて行われる。いくつかの公開された GPGPUs を用いた N 体シミュレーションのライブラリが入手可能となっている。これらのライブラリは、CUDA や OpenCL などの GPU プログラミング開発環境を用いて開発されている。また同様の手法が流体シミュレーションにも応用されている。現状では最速の GPGPU (Nvidia Tesla V100) がピークの性能としておよそ倍精度浮動小数点数で 7Tflops の速度を持ち、これは汎用的な最速の CPU の 10 倍の速度である。現在、国立天文台天文シミュレーションプロジェクト (Center for Computational Astrophysics: CfCA) では、大規模数値計算専用計算機として ATERUI II (Cray XC50) システムの本格運用を行っている。ATERUI II は general-purpose

CPU (Intel Xeon) を用いて、3Pflops を実現している。次世代のスーパーコンピュータでは、性能向上のために GPGPU のようなアクセラレーターを用いることは必須であると考えられるため、CiCA では 8 枚の GPU ボードによって構成された GPU クラスタ試験機を準備中である。このように GPU の利用はシミュレーション天文学で進んでいるが、この潮流は観測天文学においても必然となる。データサイエンスおよびビッグデータの領域において、GPGPUs は既に導入されている。特定の膨大な計算量を必要とするデータ解析やデータ処理は、GPU を用いることで効率的に行うことができる。それゆえに次世代のアルマ望遠鏡相関器において GPU の利用を検討することは考慮に値する。

アルマ望遠鏡は、光学望遠鏡と違ってすぐに天体の画像を得ることはできず、数多くの数学的処理を行うことでようやく宇宙の「電波写真」を作り出すことができる。相関器は、この数学的処理の最も重要な部分を担うコンピュータである。多くのアンテナで受信された電波を組み合わせることで画像を作るには、あるアンテナで受信された電波とそれ以外のアンテナ 1 台 1 台で受信された電波を比較しながら合成していく必要がある。一台のアンテナから得られるデータは 64GSps にもなる。アルマ望遠鏡は多くのアンテナを用いることからそのデータレートが巨大となるため、より高速で強力な GPU 技術の恩恵を得ることができる。

現在の ACA 相関器は、干渉計として機能する 7m アンテナ 12 台からの信号を処理することに最適化されているため、残りの 12m アンテナ 4 台からの信号処理には最適化されていない。こうした状況を受けて、韓国天文学宇宙研究院 (Korea Astronomy and Space Science Institute: KASI) と国立天文台は、モリタアレイ 12m アンテナに特化したデジタル分光計の開発を検討してきた (12m アンテナからのデータ処理においては、アンテナ間のデータ

を組み合わせる「相関」ではなく、プリズムのように電波を「分光」することが重要なので、「分光計」と呼ぶ)。7m アンテナからの信号は従来の ACA 相関器で、12m アンテナからの信号は新分光計で独立に処理することが可能になり、モリタアレイの性能を最大限に引き出すことが可能になる。こうすることで、モリタアレイの性能、特に電波の強度を精密に測定する能力を最大化することが可能になる。

米欧が開発したアルマ望遠鏡 12m アレイ向け相関器は ASIC (Application-Specific Integrated Circuit) を用いており、ACA 相関器は FPGA (Field-Programmable Gate Array) を用いている。それに対し ACA 分光計は、GPU を用いる。GPU 技術を用いるメリットは、1) 市販の GPU ハードウェアとソフトウェア、および確立されたフレームワークを用いることで、開発期間を短縮できること、2) 32-bit の浮動小数点演算を GPU で行うことにより、現状より大きなダイナミックレンジが実現できること、3) ソフトウェアで分光計を実現するため、将来の機能拡張に柔軟に対応できること、が挙げられる。GPU の不利な点として、同じ計算量に対する電力消費量が ASIC に対して大きい。しかしながら近年の GPU 技術の進歩は目覚ましいものがあり、現状では単位消費電力あたりの計算能力は FPGA に対して遜色なくなっている。

KASI と国立天文台が共同開発したプロトタイプ GPU 分光計を、図 5.21 に示す。開発チームは、このプロトタイプ分光計を野辺山 45m 電波望遠鏡に搭載して試験観測を行った。図 5.22 にはその結果を示している。45m 電波望遠鏡で従来用いられてきたデジタル分光計 SAM45 とプロトタイプ GPU 分光計で取得したスペクトルは互いによく一致しており、プロトタイプ GPU 分光計が問題なく機能していることが確認できた。



図 5.21 : GPU 分光計のプロトタイプ。4 枚の GPU カードと 2 枚のデータ取得カードを収めている。

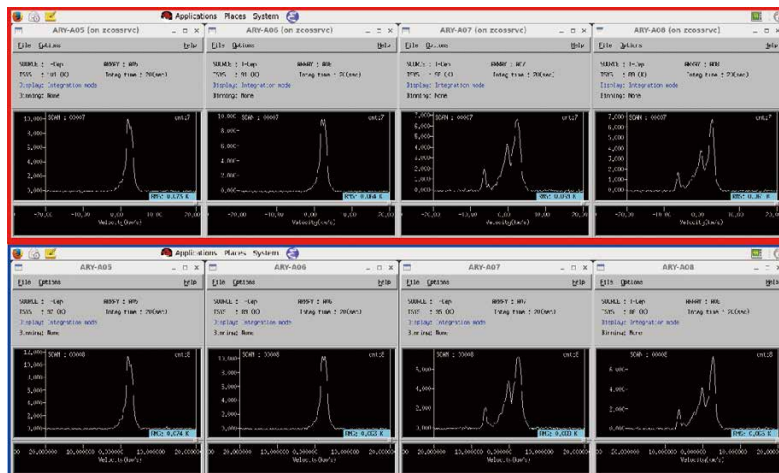


図 5.22 : 野辺山 45m 望遠鏡で得られたスペクトルの比較。上 : 新たに開発した GPU 分光計で取得したスペクトル、下 : 野辺山宇宙電波観測所の既存の SAM45 分光計で取得したスペクトル。

5.3

データ利用と計算機・ソフトウェア

5.3.1 現状の課題

アルマ望遠鏡は最先端の観測機器であり、質・量ともに従来を凌駕するデータを生成し続けている。そのようなデータから科学情報を細大漏らさず抽出するには、これまでとは違った新しいアプローチも必要となってくる。また、質・量の劇的な変化により、既に新たな課題が浮き彫りになっている。この節ではそれらの課題や要望を「時間」「品質」「可視化」「自動化」の各観点で総括する。次節以降、各種課題への対策や将来開発の方向性・可能性について、各分野の専門家による見解を記載する。

時間の観点：

データ量の増大はインターネットを介したデータ転送時間、計算機による解析処理時間に影響する。これらの時間の増大は研究者の有限な研究時間を圧迫する。例えば、国立天文台内のイントラネット上でアルマアーカイブから解析環境にデータを転送したとしても、数百ギガバイト程度の比較的大きなデータであれば、転送だけでも数時間かかる。これが地方大学など天文台外であればなおさらである。転送してきたデータに対してキャリブレーションをやり直すと、更に数時間から1日かかる。その後、キャリブレーションされたデータを使ってイメージングの解析処理をおこなうが、その処理には数日から数週間かかることもある。そのような状況下でパラメータを変えながら最適な解を探索するには、同等の大きな解析環境を並列で複数走らせることができなければ、その数倍の時間を要することとなる。データ量の増大は、大量の科学情報が得られるという意味では研究者にとって大きな利点である反面、処理時間と計算機資源の面では手放しでは喜べない状況が生じる。

品質の観点：

アルマ望遠鏡は空間解像度や感度が非常に高いため、従来の電波望遠鏡では捉えられなかったような微細な構造や弱い天体まで検出されるようになってきている。電波干渉計データの解析では、空間周波数に投影された観測データにイメージング処理（現在ではクリーンと呼ばれる処理が主に使われている）を施すことで天体画像へと変換する。その際、検出された天体に複雑な空間構造がある場合には、何度も繰り返し処理をして少しずつ画像の信頼性を高める必要がある。画像の信頼性が上がって新たな構造が見つかったら、その構造も含めて再度クリーンをおこなうことになるため、アルマ望遠鏡のように検出力が高いと、このサイクルを莫大な回数繰り返すことになる。観測

領域が広く、更に、天体の構造が複雑な場合には、このサイクルに数週間以上かかることがある。

また、イメージング処理のパラメータは種類が多く多岐に及ぶため、その組み合わせの数は膨大となる。高い品質を求めるためには適切なイメージングパラメータを選ぶ必要があり、そのためには広大なパラメータ空間を探索しなければならない。一つの組み合わせでイメージングのサイクルを廻すだけでも相当な計算機資源と時間資源が必要とされるため、同じやり方で最適パラメータを探索するのはあまり現実的ではない。最適なパラメータを見つけるためには、画像の正しさをどう検証するのかも併せて考えていく必要がある。

可視化の観点：

データを適切に解釈するには、研究者にわかりやすい形で可視化することが欠かせない。特にデータが巨大になり含まれる情報が多くなると、どの情報を選択して見るべきか・見せるべきか、難しい判断を迫られる。また、アルマ望遠鏡で得られる科学データは、空間2次元、波長1次元のデータキューブに更に偏光情報が加わる。場合によっては1テラバイトにも達する4次元の巨大データを研究者が理解しやすい形で可視化する、しかも思考が中断しないよう高速かつインタラクティブに、これは一つのチャレンジであろう。我々にとって空間3次元・時間1次元は理解しやすいが、他の物理量で次元を置き換えた場合、よほど可視化を工夫しなければ現象を直感的に理解することはできない。

研究者が知りたい情報や関係性を可視化するのは当然必要であるが、データが巨大化するのに伴い、データに内在する全ての情報を研究者が把握することが困難になりつつある現在では、研究者が気づかない法則性や知見を巨大データの中から機械学習的に探索して提示することも、ますます重要となってくる。

自動化の観点：

アルマ望遠鏡の観測データは品質保証がなされており、観測提案者が要求したデータ品質を達成するよう観測が組み立てられ、品質を満たした処理済みデータが配布されている。観測準備から解析処理まで、多数の研究者やオペレータがこの工程に関わっており、人的な操作ミスの原因とする観測や解析処理の失敗が観測所の運用効率に影響を与えている。計算機やソフトウェアの観点からアルマ望遠鏡運用の更なる効率化を進めるためには、ツール自体の使い勝手を良くしたり、ツール間で操作や結果をシームレスに繋げたりして、定型プロセスへの人の介入を可能な限り減らすことなどが考えられる。単純作業や繰り返し作業を機械に任せ、人は人にしかできない高度な作業に注力できるようにすることが求められるよう。

アルマ望遠鏡の解析パイプラインについても、まず人が

処理の途中で介入しない完全自動処理の成功率を上げることが望まれる。現在、完全自動処理で解析パイプラインをおこなっても、最終的には人間が処理結果を逐次目視して成功・失敗を判断しており、それが処理の流れのボトルネックの1つとなっている。処理結果の妥当性の評価を機械が判定できることが望ましい。また、完全自動処理が失敗すると観測データはマニュアル解析に廻されるが、マニュアルで解析が成功するのであれば、パイプラインでの失敗パターンとマニュアルの解析パターンを学習し、それを解析パイプライン処理に取り込むことで、完全自動化に1歩近づけることが可能となろう。これら研究者の業務を軽減することで、貴重な研究時間を多少なりとも多く確保することが可能となる。

5.3.2 高度処理データのアーカイブ公開と可視化

5.3.2.1 アルマアーカイブによる科学成果創出

圧倒的な性能を持つ、世界最大のアルマ望遠鏡が、観測天文学の発展に大きく貢献し続けていることは間違いない。また、アルマ望遠鏡の観測運用とデータ処理は標準化されており(キュー観測、パイプライン処理)、観測提案者が受け取ったデータがそのままアーカイブされ、約1年という短い占有期間の後に公開されている。これらのデータアーカイブをより使い易く改善し、広い範囲の研究者を積極的に取り込むことによって、将来にわたってアルマ望遠鏡から一層の科学成果創出が期待できるだろう。人工衛星を用いたスペース天文学においては、アルマ望遠鏡で行われているようなキュー観測、パイプライン処理、データアーカイブ化は1990年代から標準的となっており、現在ではアーカイブを使った研究は日常茶飯事である。よって、スペース天文アーカイブの経験や知識が、地上天文アーカイブ開発・運用の参考になることは十分にありうる。そのような観点から考えると、アルマアーカイブによる科学成果を更に創出するために次の5項目を今後検討していくことが望まれる。

- アルマユーザーの裾野をできるだけ広げる。電波天文以外の観測者や理論家など、まだアルマ望遠鏡を使ったことがない研究者でもアーカイブを使えるように敷居を下げ、ユーザー数を増やしていく。
- Quick Look (QL) 機能を充実させる。アルマ望遠鏡のデータボリュームは非常に大きいので、データをダウンロードして本格的な解析を始める前に、それが本当に望むものかどうかを見極めるためのQLができるようにする。これによって、ユーザーは膨大なアーカイブから必要なデータを効率的に選ぶことができ、時間を節約できる。
- 他波長、他観測との比較を容易にする。他波長を専門

とする研究者が、アルマ望遠鏡のイメージやスペクトルなどを、簡単に他波長・他観測のものと比較できるようにする。

- 研究者によるデータ解析の負荷を下げる。データ解析においては、誰でも標準的に行う作業がある。このような作業をアーカイブにおいて既に行っていることにより、研究者の負荷を下げる。
 - アーカイブからしかできないサイエンスを支援する。個々の観測では見つからなかったことでも、大量のアーカイブデータを統一的な視点で眺めてみることで、わかってくることもある。そのような研究(アーカイブサイエンス)をしやすくする。
- これらを実現するために、以下に具体的な対策を記述する。

5.3.2.2 観測情報の公開と共有、及び、検索システムの充実化

アーカイブデータを記述する情報(メタデータ)を、その説明と共に公開²、メタデータ中の任意の項目を用いて、テキストベース、或いは、SQL文を直接入力してデータを検索できるようにすると便利であろう³。天球座標による検索が最も標準的であるが、メタデータ中のすべての項目(コラム)の値で検索できるようにする。こうすることで、アルマ望遠鏡の潜在的なユーザーは、まず興味のある天体や領域がアルマ望遠鏡で観測されているかどうか、しかもどのように観測されているのかを知ることができる。また、これらの検索結果を、永続的な固定リンクとして再現できるようにし、検索結果にはデータダウンロードのためのURLを含むようにすれば、ワンクリックで必要なデータを必要なときにダウンロードできるようになる。さらに、メタデータは、VO(Virtual Observatory)の枠組みを利用したTAP(Table Access Protocol)サーバで公開することが望ましい⁴。これによって、ユーザーは国立天文台のウェブサイトを経由しなくても、国立天文台に保管されているアルマアーカイブの情報を知ることができる。

アルマ望遠鏡観測の視野情報を公開することで、ユーザーあるいは他のデータセンターは、興味がある天域を他の装置の視野と比較して天球上に表示することが可能となり、天球上で視覚的にデータ検索が行える。実際、国

2 NASAのHEASARCでは、ftp://heasarc.gsfc.nasa.gov/heasarc/dbase/tdat_filesにて、すべてのメタデータを公開している。また、<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/W3Browse/w3catindex.pl>に、それらの説明がある。

3 宇宙科学研究所のデータアーカイブDARTSの「統合検索システム」においては、<http://darts.isas.jaxa.jp/astro/query/sql.php>、<http://darts.isas.jaxa.jp/astro/query/adql.php>において、SQLやADQLによる検索を可能としている。

4 Chandra(<http://cda.harvard.edu/cxctap/>)やXMM(<http://nxsa.esac.esaint/nxsa-web/#tap>)ではTAPサーバを持っており、これらをDARTSでも利用している。

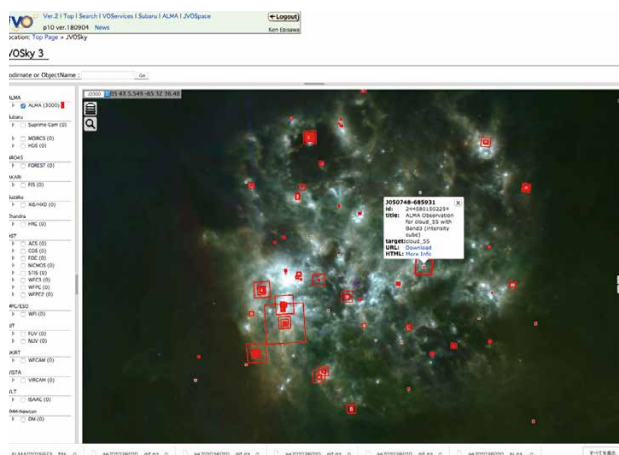


図 5.23 : JVOsky3 でアルマ望遠鏡の可視光画像上に観測視野を表示 (LMC 領域)。

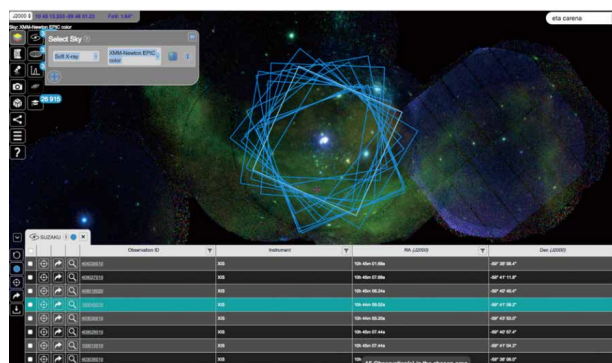
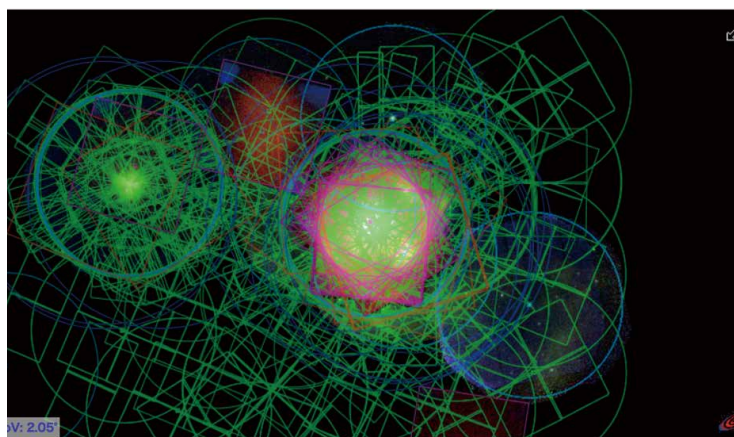


図 5.25 : ESA-SKY を用いて、XMM の画像の上にすざくの視野を表示した例 (Eta Carinae 領域)。下部に表示された観測番号をクリックすると、DARTS のすざくアーカイブにジャンプする。

図 5.24 : DARTS のアプリケーション JUDO2 で、すざくの画像、XMM の画像の上に、すざく (ピンク)、ASCA (オレンジ)、XMM (青)、チャンドラ (緑) の視野を重ねて示した例 (Eta Carinae 領域; 固定リンク)。JUDO2 のページ上で、各視野に対応する観測番号をクリックすると、DARTS のすざく、ASCA データ、および XMM、チャンドラ望遠鏡各データセンターのアーカイブデータにアクセスすることができる。

立天文台のサービスの1つである JVOsky において、アルマ望遠鏡の視野を表示し、そこからアーカイブにアクセスできる仕組みが整備されている⁵(図 5.23)。JVOsky では、Aladin-lite を利用しており、それに組み込まれた機能で、様々な装置の画像や視野を同時に表示し、座標検索もできるようになっている。

VO の枠組みでは、polygon で視野を表示し、TAP サーバで公開するプロトコルが定められている⁶。図 5.24 では、宇宙科学研究所のデータアーカイブ DARTS 用に開発されたアプリケーション JUDO2 で、すざく、XMM、チャンドラ望遠鏡の視野を重ねている。ここでは、すざくの視野は DARTS で保管しているが、XMM とチャンドラ望遠鏡のデータセンター (TAP サーバ) から持ってきている。逆に欧州宇宙機関 (ESA) で開発された ESA-SKY では DARTS の情報を用いて、すざく観測の視野を表示し、ワンクリックで DARTS のすざくアーカイブにアクセスすることができる。ESA-SKY を用いて、XMM の画像の上に、すざくの視野を表示した例を、図 5.25 に示す。このように、

世界中のデータセンターの間で、メタデータや視野の共有、相互リンクが進められており、今後はアルマ望遠鏡においても、他の観測装置との間で、メタデータや視野の共有、相互リンクを進めて行くことが望ましい。

国立天文台内にはアルマ望遠鏡データに関するものだけでも複数のデータサービスがあり、それらの関係がユーザー視点ではわかりにくいことが指摘されている。今後は、ユーザーを入り口 (ポータルサイト) へ導くところからアーカイブであると認識し、アルマアーカイブを整理していくことを検討する必要がある。その際、入り口は一つとし、重複したサービスは統合するとともに、異なるサービスの役割を明確にし、他のアーカイブとの連携も検討することが望まれる。例えば、興味を持った天体や天域について、すばるアーカイブとアルマアーカイブを同時に調べようとしたらどうすべきか、現状では自明ではない。データアーカイブを担当している複数の部署の役割分担と相互関係を可視化し、ユーザーにとって使い易いシステムを目指すべきである。アルマ望遠鏡とすばる望遠鏡の両方を使っている研究者は多く、ユーザーの声をもとに目指すべき方向を定めていくことが今後の課題である。

5 <http://jvo.nao.ac.jp/portal/jvosky3.do>

6 <http://www.ivoa.net/documents/TAP/20100327/REC-TAP-1.0.html>などを参照。

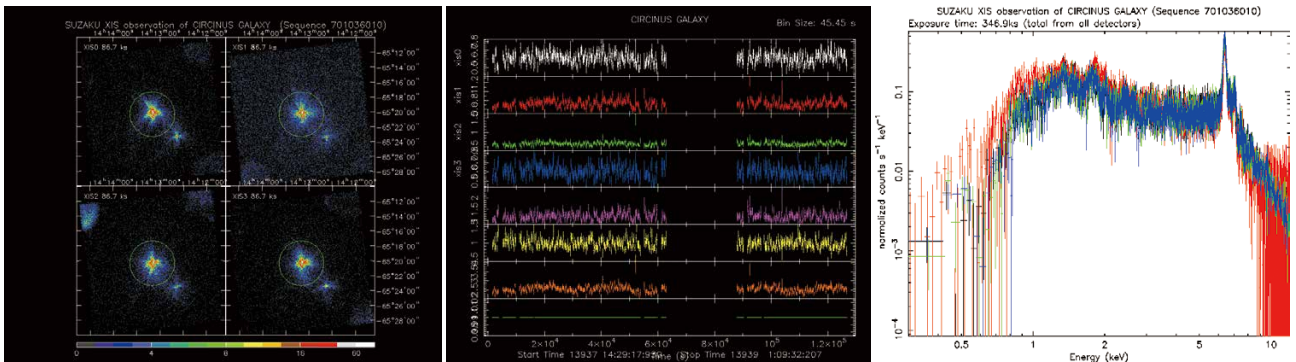


図 5.26 : すざくの Quick Look Products の例 (Circinus Galaxy) これら画像 (gif) の固定リンク (イメージ、ライトカーブ、スペクトル) を示す。画像ファイルと FITS ファイルは、<http://darts.isas.jaxa.jp/pub/suzaku/ver3.0/701036010/xis/products/> の下にある。

5.3.2.3 パイプライン高次データ処理、および高次データプロダクトの公開と可視化

2MASS、SDSS、HSC を始め、多くの大規模なプロジェクト観測において、天体検出がなされ、有益なカタログが作成・公開されている。チャンドラ望遠鏡、XMM においては、個々の観測者によるアーカイブデータからデータセンターによって大規模なカタログが作成され、それを用いた研究が活発になっている。アルマ望遠鏡の個々の共同利用観測データにおいても、データがアーカイブ化された後は体系的に天体検出を行い、検出された天体のカタログを作成して公開していくことが考えられる。

パイプライン処理によって、視野全体のバンド毎のイメージに加え、検出された各天体のスペクトルやライトカーブを抽出し、それを FITS ファイルとしてダウンロードできるとともに、gif などの画像フォーマットでウェブ上で見られるようになってきていると便利であろう。X 線天文学においては、そのような Quick Look Products をパイプラインで作成して公開することは標準的となっている。ユーザーは、観測画像、スペクトル、ライトカーブ画像をワンクリックで眺めて (ファイル毎に固定リンクが設定されている)、面白そうだったら FITS ファイルをダウンロードして解析できる (図 5.26)。さらに詳細な解析が必要だったら、元の X 線イベントの FITS ファイルをダウンロードし、イメージ、スペクトル、ライトカーブを、自分の指定した条件で抽出できる。アルマ望遠鏡においても、すでに早見用の観測画像やスペクトルが作成されているが、さらに、その早見用ページや個々の画像ファイルに固定リンクが設定されていると利便性が向上するであろう。

Quick Look のための汎用な画像フォーマットとして、HiPS (Hierarchical Progressive Surveys) が提唱されている⁷。画像を HiPS に変換して公開すると、世界中のユーザーが、インターネットを通して、それを Aladin や Aladin-lite で表示することができる (すでに JVOsky、JUDO2、ESA-SKY はこの枠組みを採用している)。それによって、

7 <http://aladin.u-strasbg.fr/hips/>

すでに公開されている (他波長の) 観測イメージと透明度を調整して重ねて表示することができる。

多波長にわたる様々な観測データが HiPS で公開されつつあるので⁸、アルマ望遠鏡データも HiPS 化されれば、他波長との比較が容易になる。Aladin や Aladin-lite によって、検索やカタログとの相互参照の機能も用意されている。すでに JVOsky 上でアルマ望遠鏡の視野を表示することは実現しているので、さらにアルマ望遠鏡データを HiPS 化し、画像も表示できるようにすることが望ましい。

アルマ望遠鏡データの可視化ツールとして、国立天文台天文データセンターからインタラクティブに Quick Look が可能な WebQL⁹ が公開されており、アルマアーカイブへアクセスする敷居を一気に下げるツールとして、世界的にも高く評価されている。WebQL はアルマアーカイブの「キラアアプリケーション」になりうるポテンシャルを持っている。今後も広く宣伝すると共に、ユーザーのフィードバックを取り入れて、さらに改善していくことが求められる。

最後に、天文データアーカイブの重要な目的のひとつは、もとの観測者と全く同じデータを、占有期間後は誰もが使えるようにすることにある。観測者に送られたものと全く同じデータ構造をアーカイブの中で保存して、それをダウンロードして利用できることが、観測データから得られた科学成果を検証する目的においても望ましい。ただし、高次データ処理プロダクトはパイプラインや処理プロセスの進化によって将来にわたって更新される。そのような処理プロダクトを今後どう扱っていくのか、ユーザーの立場に立って運用方針を定めていくことが必要であろう。

5.3.3 HPCリモート(クラウド)データ分析環境

5.3.3.1 従来の計算機システムの課題

観測機器の高性能化に伴い、大量に生成される観測デー

8 <http://aladin.u-strasbg.fr/hips/list>

9 <http://jvo.nao.ac.jp/portal/alma.do>

タに対して高品質な解析結果を得ることが必要とされている。そのため、計算機システムでは、大量の観測データを長期間保存するとともに、短時間で大量の解析処理を実行することが必要となり、求められるストレージ容量ならびに計算能力が著しく増大している。

従来、観測データの解析処理には、研究機関が所有・運用する計算機システム(オンプレミス型)が利用されていた。しかし、オンプレミス型では、増大するストレージ容量や計算能力への要求に柔軟に対応することが難しいという問題がある。例えば、短時間に大量のデータの解析処理が要求された場合に、計算機システムの計算能力が追いつかず、一部の解析処理が待たされる可能性がある。これらの大量の解析処理要求に短時間で対応できるだけの計算資源を常に確保することは、計算機システムの導入および運用費用が非常に高くなるという問題がある。

計算機システムの運用負担が大きいこともオンプレミス型の課題である。オンプレミス型では、研究機関の管理者がシステムの保守や障害対応等の運用業務に従事する必要があり、研究者が研究時間の一部を割いて運用業務に充てることも少なくないが、(特に若手の)研究者や技術者の研究時間が計算機システムの運用業務に圧迫されることは避けなければならない。また、ストレージ機器の更新では、データ消失事故を防ぐためにデータの移行に細心の注意を払った作業が求められるほか、データ移行中は新旧システムを並行して運用する必要があり、管理者には大きな負担が強いられる。

5.3.3.2 クラウドの利用

これらの問題を軽減するために、オンプレミス型では、必要とされる計算能力やストレージ容量を精密に予測し、システムの設計および最適化が行われてきたところであるが、クラウド(特に注記のない場合はIaaS¹⁰型のパブリッククラウドサービスを意味する)を利用することにより、問題を大きく軽減できる可能性がある。

クラウドを利用することの大きな利点の一つは、柔軟に計算機システムの構成を変更できることである。計算機システムを構成するサーバを必要に応じて追加または削除することが可能であり、短時間に大量のデータ解析処理が要求された場合でも、一時的にサーバ台数を増やすことにより、柔軟かつ迅速に対応することが可能である。大規模にサービスを提供しているクラウドにおいては、使用できるサーバ数には実質的な上限はなく、そのサーバの利用料金は、使用時間の総量が同じであれば、少量のサーバを長期間使用しても大量のサーバを短期間使用しても

同じであることが一般的である。したがって、クラウド上に同一の計算環境を複数配備して、それぞれ異なるパラメータを適用して短期間に最適解を得るといった利用方法も可能となる。また、利用されないサーバを削除することにより、経費を削減することも可能である。さらに、構築した計算環境を維持したまま、利用中のサーバを他のサーバに切り替えることも容易であり、最新のGPUやSSD等を搭載したサーバをすぐに利用できるという利点もある。

運用負担を軽減できることもクラウドの利点の一つである。クラウドでは、クラウド事業者が計算機システムの運用を行うため、研究機関の管理者をシステムの保守や障害対応等から解放することができる。(ただし、クラウド事業者が責任を持つ範囲はクラウドサービスによって異なるため、注意が必要である。)また、クラウドを構成する計算機システムは堅牢なデータセンターで運用されることが一般的であるため、管理者の運用負担が軽減されるだけでなく、計算機システムの可用性やセキュリティを向上させる効果も期待できる。例えば、法定停電等によるサービスの停止・再開のための作業が不要である。機器やストレージ媒体の更新はクラウド事業者により利用者に影響を与えることなく実施されることが一般的であるため、ストレージ機器・媒体更新のためのデータ移行を研究機関の管理者が実施する必要がない。

一方で、クラウドの利用にあたっては、対象となる解析処理の要求を満足するかどうかを十分に検討することが必要である。例えば、研究者の端末とクラウド上のサーバやストレージ間の通信は一般的にはインターネット経由であるため、研究機関内のオンプレミス型のサーバを利用する場合に比べて、通信性能やデータへのアクセス性能が低くなる可能性がある。また、クラウドを利用する経費は、実際に利用したサーバやストレージの分量に応じて決まることが一般的であるため、事前の費用予測を行うことも重要である。費用の予測では、ハードウェアの価格あるいは減価償却額とクラウド利用料を比較するのではなく、ある一定期間(ハードウェアの償却期間である5年間など)のTCO(Total Cost of Ownership)を比較すべきである。

5.3.3.3 今後の計算機システムのあり方

今後アルマ望遠鏡から生成される大量の観測データの短時間かつ高品質な解析処理を実現するためには、クラウドの利用は有効な手段である。ただし、天文学のコミュニティでは、既に成熟したオンプレミス型の計算機システムが利用されているため、これらを活用することも有効である。したがって、今後の計算機システムの構成として、全てのシステムをクラウドに移行するのではなく、オンプレミス型とクラウドを効率よく併用する方式(ハイブリッドクラウド)を検討することが有効であると考えられる。

10 IaaS: Infrastructure as a Serviceの略。インターネットを経由して提供されるサービスで、コンピュータシステムを構築したり稼働させたりするための基盤(仮想マシンやネットワークなどのインフラ)が利用可能となる。

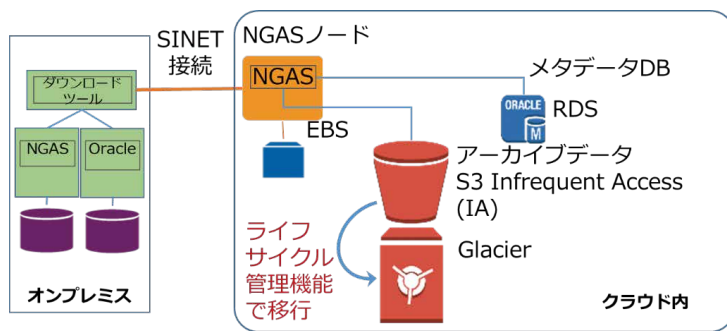


図 5.27：クラウド上に構築されたアルマアーカイブの試験環境。

具体的には、以下のような利用方法が考えられる。

- 定常時に必要とされる計算能力についてはオンプレミス型の計算機システムで用意し、繁忙期またはバースト的に発生した解析処理要求によりオンプレミス型では対応できない場合は、クラウド上のサーバを利用することにより、常に大量の解析処理を短時間で実行可能とする。
- 海外等、研究機関外の特定の地域の研究者から高頻度でアクセスされる観測データをその地域、または近接する地域のクラウドデータセンターに保存することにより、データアクセス性能を向上させる。
- 頻繁にアクセスされる観測データはオンプレミス型のストレージに保存し、アクセス頻度が少ないデータやバックアップデータをクラウドに保存することにより、ストレージの運用負担を軽減する。

ハイブリッドクラウドの運用においても、オンプレミス型の計算機システムとクラウド間の通信性能の確保は重要な課題である。国立情報学研究所が運用するSINETでは、大学や研究機関とクラウド事業者のデータセンター間を高速な仮想ネットワーク(L2VPN)で接続することが可能であり、通信の安全性と性能を確保する上で有効である。

計算機システムに保存される観測データへのアクセスパターンは、観測データの性質により異なる。例えば、研究者の注目度の高い観測データには、多数のアクセスが高頻度で発生する一方で、観測後長期間を経過した観測データへのアクセス頻度は低くなることが予想される。また、書出しは定期的に必要だが事故の際にしか参照されないバックアップデータも存在する。これら異なる特性を持つデータに合わせた保存方法を選択することが、アクセス性能および費用を最適化するために必要である。クラウド上で提供されるストレージでは、アクセス頻度の低いデータを安価に長期間保存することを目的としたコールドストレージと呼ばれるクラウドサービスが主要なクラウド事業者から提供されている。今後、オンプレミス型ストレージ、クラウドストレージ、クラウドコールドストレージを階層的に使い分け、さらにこれらの階層間で適切なデータのライフサイクル管理(たとえば、観測後長期間経過した観測データやアクセス頻度の低い観測データを下位階層に自動移行する)を行うことで、データへのアクセス性能

と経費の効率化を図ることが可能であると考えられる。例えば吉田らは、アルマ望遠鏡の観測データ等をクラウドストレージに保存するためのケーススタディを実施することにより、性能および費用面での検討を行っている(図5.27: Yoshida 2018, Yoshida et al. 2018)。

合わせて、クラウド上の計算環境やストレージ環境の構築を極力自動化することも重要である。クラウドは、利用者がセルフサービスで資源を配備・制御するという要件から、本質的にソフトウェア定義インフラストラクチャ(Software Defined Infrastructure)として作られており、すべての操作はソフトウェアで制御可能なAPIとして公開されている。このようなAPIを活用することで、クラウド上の計算環境の動的な構築や計算環境間の連携を自動化することが容易となり、現実のソリューションとしても、様々なミドルウェアやサービスなどが提供されつつある。合わせて、ツールや解析プログラムのコンテナ化によるオンプレミス-クラウド相互間の可搬性の向上や、観測データそのものを研究者がAPIを経由して参照できるようにするといった施策も、ハイブリッド環境における自動化の推進に有効である。最近のクラウドにおいてはサービスの統合化が進んでいる。すなわち、計算資源やストレージ資源の提供に加えて、データベース、ビッグデータ処理、機械学習などのサービスが提供され、これらを連携して利用することができるようになってきている。このようなサービス統合を活用することによって、たとえば、クラウドストレージに格納した観測データから機械学習(しかも新たに機械学習のサーバ環境を構築することなく)によって新たなルールを発見するという活用方法も考慮に値すると考えられる。

5.3.4 データ科学と機械学習: スパースモデリングによる アルマ望遠鏡干渉計イメージング

電波干渉計のイメージングの目的は、アンテナペアの相関によって求まるビジビリティと呼ばれる量から、地球上の電波源の分布を画像として再構成することである。一般にビジビリティの次元に比べ画像のピクセル数は多い。したがって、イメージングは少ない情報から多くを推定する不良設定問題となる。電波天文学では、この不良設定

問題に対して、クリーンと呼ばれる方法を用いるのが一般的だ (Thompson, Moran & Swensen 2017)。クリーンでは電波源を点源の集合として表現し、観測されるビジビリティを各点源と uv パターンに基づくダーティマップの重ね合わせとして表現する。最終的にはクリーンの点源にビームと呼ばれるガウシアンコンポーネントを畳み込んで再構成されたイメージとする。クリーンは計算量が少なく、アルゴリズムは簡単である。

さまざまな電波天文学の成果に貢献してきたクリーンだが、点源の集合体として輝度分布を再現しようとする手法であることから、広がった輝度分布の再現には弱い面があると考えられている。また、点源の個数をどのように設定するか、あるいはどの順番に点源を配置していくか、といったアルゴリズム上の任意性によって再構成されるイメージは変わる。

これらのクリーンの問題点を解決するために、新たなイメージング法が提案されている。そうした方法のなかの一つとして、近年研究が進んでいるのがスパース性に基づく手法 (スパースモデリング) である (Honma et al. 2014, Akiyama et al. 2017, Kuramochi et al. 2018)。これまで VLBI のイメージングのために研究を進めてきたスパースモデリングの方法を、我々はアルマ望遠鏡においてもクリーンを置き換える方法となるように開発を行っている。

5.3.4.1 スパースモデリング

統計学や情報理論の分野では、1990 年台後半から不良設定問題に対する新たな方法論が提案されてきた。統計学では lasso (least absolute shrinkage and selection operator)、情報理論では圧縮センシング (compressed sensing) とよばれる方法である。こうした方法では、推定

対象となるベクトルに 0 が多い、すなわちスパースであるとして推定を行う。

こうしたスパースモデリングの方法は、次のような関数の最小化問題として定式化するのが一般的だ。

$$[\text{観測量とモデルとの誤差}] + [\text{モデルのスパース性}]$$

第 1 項は観測量とモデルの適合度を示す。第 2 項は対象がスパースだと小さくなる項であり、広く用いられているのはベクトルの L1 ノルムである。2つの項のバランスを取ることで解を求める。第 1 項のみの最小化として問題を定式化すると不良設定となるが、第 2 項を含めることによって十分な条件が与えられて解が求まる。特に第 1 項を χ^2 誤差、第 2 項を L1 ノルムのように、それぞれを凸関数に設定すると、全体も凸問題となり、解が一意に求まる。

この方法を電波干渉計に応用すると、第 1 項はビジビリティとイメージのフーリエ変換との χ^2 誤差となり、第 2 項はイメージの総フラックスに比例する量となる (Honma et al. 2014)。この定式化では少ない点源でビジビリティを説明することを目的としており、その考え方はクリーンと共通する。実際に得られる解はクリーンの解とよく似ている。

第 2 項のスパース性の項は様々な拡張が可能である。VLBI に関する成果から、隣り合うピクセルの変化量をスパースにする項を用いると効果的であることがわかってきた (図 5.28: Kuramochi et al. 2018)。こうした拡張をおこなうことにより、クリーンとは異なる性質をもつ再構成を行うことが可能となる。

特に L1 ノルムと Total Squared Variation を用いたときには、推定後のビームによる畳込みも不必要であることが示唆されており、最終的にビームによる畳込みを行う

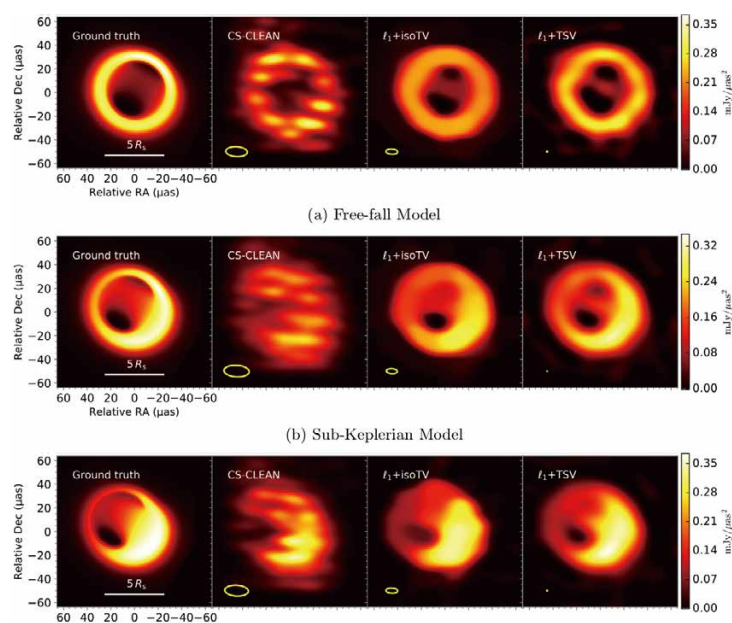


図 5.28: EHT (Event Horizon Telescope) の局配置で左側の絵を観測したときの再構成イメージ (Kuramochi et al. 2017)。左から、モデル、CLEAN による再構成、L1 項と total variation 項を用いたときのスパースモデリングの結果、L1 と total squared variation 項を用いたときのスパースモデリングの結果。

CLEANの結果に比べて解像度の高い画像が得られる可能性もある。

また、スパースモデリングでは、信号の正負に関わらずに0であるか否かというスパース性を用いることができる。この性質を用いると、簡単な拡張によって偏光データのイメージングを行うことができる(図5.29: Akiyama, K., et al. 2017)。

このように、スパースモデリングの方法を用いることによって、クリーンと同等、あるいはそれ以上の結果を得る可能性があることがわかるだろう。

5.3.4.2 アルマ望遠鏡のイメージングにおけるスパースモデリングの課題

これまでのスパースモデリングの成果の多くがVLBIの観測、あるいはシミュレーションデータに対するものである。こうした方法をアルマ望遠鏡のイメージングに用いるためにはいくつかの課題を解決する必要がある。

ひとつはアルマ望遠鏡のデータ量に対応することである。アルマ望遠鏡ではu-v空間におけるビジビリティの点数がかなり多く、再構成イメージの解像度も高い。このため、スパースモデリングのアルゴリズムを高速に動かす必要がある。現在、FFTを用いたアルゴリズムの実装が進んでいる。プロトタイプは完成しており(Nakazato et al. 2018, Kosugi, Nakazato & Ikeda 2018)、今後プログラムの使用を通じて改善を行えば、実用に耐えるものになる。その結果、数時間程度の計算時間で、自動的にイメージングを行うことができるだろう。この開発はこれから1~2年の間に形になると考えられる。

アルゴリズムの速さの他にも解決すべき問題はいくつかある。ひとつはself-calibrationの実装だろう。クリーンに

対して行われてきたself-calibrationをスパースモデリングに対しても行う必要がある。既存の方法をそのまま用いれば十分なのか、新たな方法の開発が必要なのか、既存データのイメージングを通じて確認していきたい。

5.3.4.3 その先の課題

これから1~2年の間で、スパースモデリングによってクリーンと同様、あるいはそれ以上の結果が得られるようになるだろう。その後もイメージングの方法には、いくつかの拡張の可能性がある。

例えば、複数のバンドの同時イメージングである。同じ天体を異なるバンドで同時に観測している場合、それぞれのバンドを独立にイメージングするよりも、画像が類似していると仮定して同時に解くほうが適切であろう。また、異なる時刻で同じ天体を観測している、といった場合にも、独立にイメージングを行うよりも、関連するイメージだと仮定して動画としてイメージングを行う方が適切であろう。こうした新たなイメージングを行うためには、アルゴリズムの開発と観測データを用いた検証が不可欠である。

これから数年の間に、干渉計のイメージング技術は大きく飛躍する可能性が高い。我々は、そうした技術革新をアルマ望遠鏡において実現することを目指している。

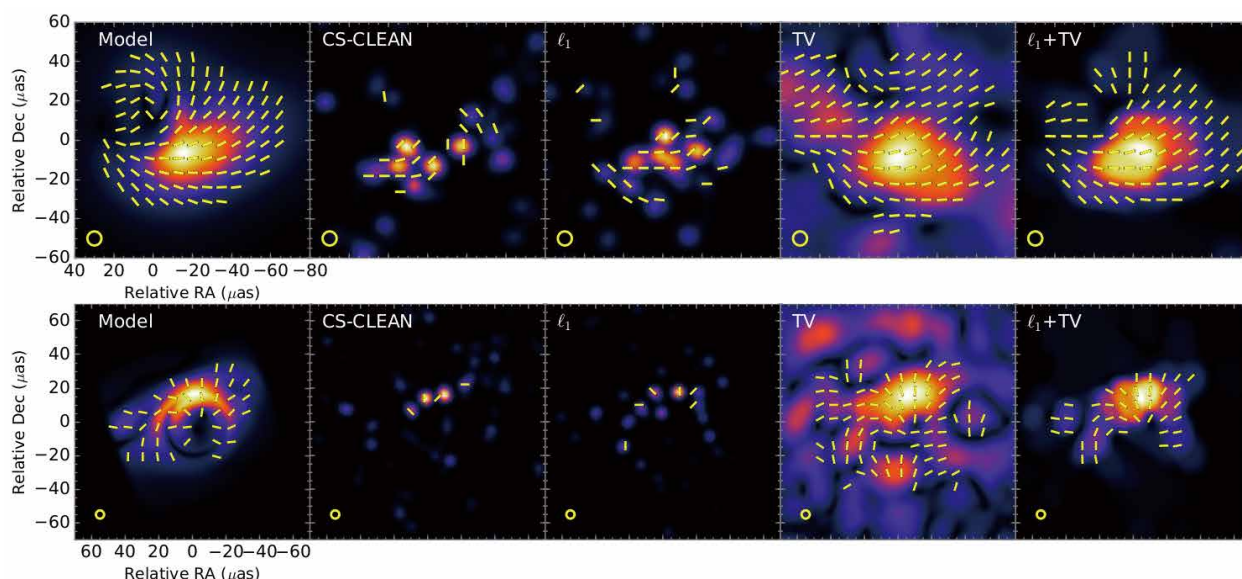


図 5.29: スパースモデリングによる偏光の画像 (Akiyama, K., et al. 2017)。左のモデル画像では電波強度を色で、偏光の度合いを矢印で示している。その隣から右側に、それぞれ、クリーン、L1、TV、L1+TV 再構成の結果をしめしている。クリーンとL1は定性的に類似した結果となる。

参考文献

- Akiyama, K., et al. 2017, AJ, 153, 159
- Carpenter, J. et al. 2018, "ALMA Development Roadmap"
- Chikada, Y., et al. 1987, 75, 1203
- Fujii, Y., et al. 2016, Superconductor Science and Technology, 30, 2, 024001
- Gonzalez, A., et al. 2017, IEEE Transactions on Terahertz Science and Technology, 7 (6), 669
- Gonzalez, A., et al. 2018, Proc. SPIE 10708, Millimeter, Submillimeter, and Far-Infrared Detectors and Instrumentation for Astronomy IX, 1070812
- Honma, M., et al. 2014, PASJ, 66, 95
- Iguchi, S., et al. 2018, Proc SPIE, Ground-based and Airborne Telescopes VII
- Khilo, A., 2012, Opt. Express 20, 4454
- Kiuchi, H., 2017, IEEE Photonics Technology Letters, 29 (1), 78
- Kiuchi, H., 2017, IEEE Trans. Terahertz Sci. and Technol., 7 (2), 177
- Kiuchi, H., 2017, J. of Lightwave Technol., 35 (17), 3643
- Kiuchi, H., 2018, Proc. SPIE 1070813
- Kiuchi, H., et al. 2007, IEEE Trans. Microwave Theory and Technologies, 55 (9), 1964
- Kiuchi, H., et al. 2014, Proc. SPIE 91454J
- Kojima, T., et al. 2017, IEEE Transactions on Terahertz Science and Technology, 7 (6), 694
- Kojima, T., et al. 2018, IEEE Transactions on Terahertz Science and Technology, 8 (6), 638
- Kosugi, G., Nakazato, T., & Ikeda, S., 2018, ASPC, Astronomical Data Analysis Software & Systems XXVIII
- Kroug, M., et al. 2016, Appl. Supercond. Conf.
- Kroug, M., et al. 2018, 29th IEEE International Symposium on Space THz Technology (ISSTT2018)
- Kuramochi, K., et al. 2018, ApJ, 858, 56
- Nakazato, T., et al. 2018, ASPC, Astronomical Data Analysis Software & Systems XXVIII
- Okumura, S., et al. 2002, PASJ, 54, 59
- Shan, W., 2018, IEEE Transactions on Terahertz Science and Technology, 8, 4, 694
- Thompson, A.R., Moran, J.M., & Swensen, G.W., "Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy," 3rd ed., Springer, 2017
- Uzawa, Y., 2017, IEEE Transactions on Applied Superconductivity, 27, 4
- Yoshida et al. 2018, 「クラウドコールドストレージに対する大規模実験データ格納のケーススタディ」, 情報処理学会研究報告 Vol.2018-HPC-165 (8)
- Yoshida, H., 2018, Storage Networking Industry Association (SNIA) Storage Developers Conference https://www.snia.org/sites/default/files/SDC/2018/presentations/Cloud_Storage/Yoshida_Hiroshi_Experiments_in_Storing_Scientific_Research_Data_in_Cloud_Cold_Storage_Services.pdf

第6章

結論

アルマ望遠鏡は、その高い感度と解像度で天文学の幅広い分野に大きなインパクトを与えてきた。第3章で述べたように、サブミリ波としては前人未到の高解像度は、若い星を取り巻く原始惑星系円盤を皮切りに、太陽黒点から原始星周囲のアウトフロー、活動銀河核周辺のガスと塵円盤、爆発的に星を生み出すサブミリ波銀河まで、これまで人類が見ることのできなかった天体の詳細な構造を描き出し、その理解を大きく進める結果となった。また比類なき高感度は、原始惑星系円盤や分子雲にさまざまな有機分子を見出すとともにその物理化学的構造をあぶりだす重要な手段を提供し、近傍銀河の分子雲の化学的多様性を明らかにし、そして130億光年を超える遠方銀河に酸素や炭素、塵の存在を見出した。さらに、偏光観測による原始惑星系円盤の塵のサイズ測定や星形成領域・活動銀河核ジェットの磁場構造の解明、重力レンズ像の詳細解析によるダークマター分布や銀河形成モデルへの制限など、いずれも従来の電波望遠鏡による研究から飛躍的な進展を遂げたといえよう。

アルマ望遠鏡は、天文学のフロンティアを大きく拡大してきただけでなく、そのフロンティアの先に広がる課題をも提示している。アルマ望遠鏡によって原始惑星系円盤の多様な構造が描き出されたが、構造の成因の統一的理解とそれともなう惑星形成理論の検証はまだ発展途上である。宇宙初期に存在する銀河がいくつも検出されているが、それらはその時代で例外的に明るいものであり、その時代における平均的な銀河の姿や星形成活動を理解するには至っていない。物質進化研究においても、存在量の少ない分子からの輝線が検出された天体数は限られており、天体の化学組成やその背景にある物理・化学的進化を統一的理解するためにはさらなる研究の深化が必要である。2020年代にこれら「次のフロンティア」に挑むには、感度・解像度・観測周波数帯・視野などをさらに向上させることが必須である。アルマ2プロジェクトはこうした学術的要請に応えるものとして世界の天文学者コミュニティとアルマ望遠鏡プロジェクトによって議論が進められており、それを強力にバックアップする技術開発（第5章参照）も着実に進んでいる。

最後に、日本におけるアルマ望遠鏡の価値について述べたい。アルマ望遠鏡は、日本の天文学が初めて挑む対等な大規模国際協力プロジェクトであった。このプロジェクトに参加することで世界一線級の観測装置へのアクセスを確保したことはもちろん重要であるが、その他にもさまざまなメリットを日本は享受している。国際標準のプロジェクトマネジメントやシステムエンジニアリングの手法と考え方を導入できたことも、大きなポイントであろう。また、アルマ望遠鏡プロジェクトによって日本の電波天文学の国際化が大きく進んだ。世界の優秀な研究者たちの頭脳循環の中で日本の研究機関や大学が確固とした存在感を示すことは、日本の研究力を高めるとともに世界の天文学に貢献するために重要である。さらに、超伝導デバイス開発やデジタル信号処理技術などは、現在のアルマ望遠鏡やその将来開発計画において日本の技術力を活かした重要な貢献である。天文学研究と技術開発の両面で日本がアルマ望遠鏡プロジェクトに継続して参加することは、知の拡大という人類共通の営みへの重要な貢献といえる。

ALMA2 Project – アルマ望遠鏡が切り拓く2020年代の科学のフロンティア

執筆者

● Executive Summary

平松 正顕 (国立天文台)

● 第1章 はじめに

平松 正顕 (国立天文台)

● 第2章 統計情報

伊王野 大介 (国立天文台)

● 第3章 アルマ望遠鏡によるこれまでの研究成果

3.1.1 太陽系以外の惑星系とその形成

片岡 章雅 (国立天文台)

坂井 南美 (理化学研究所)

野村 英子 (東京工業大学)

武藤 恭之 (工学院大学)

百瀬 宗武 (茨城大学)

3.1.2 銀河形成と諸天体の歴史

井上 昭雄 (大阪産業大学)

梅畑 豪紀 (理化学研究所)

児玉 忠恭 (東北大学)

田村 陽一 (名古屋大学)

長尾 透 (愛媛大学)

橋本 拓也 (大阪産業大学)

廿日出 文洋 (東京大学)

3.1.3 膨張宇宙における物質進化

大石 雅寿 (国立天文台)

今村 剛 (東京大学)

倉本 圭 (北海道大学)

河野 孝太郎 (東京大学)

佐川 英夫 (京都産業大学)

関根 康人 (東京大学)

野村 英子 (東京工業大学)

3.2.1 太陽と恒星

今井 裕 (鹿児島大学)

下条 圭美 (国立天文台)

新永 浩子 (鹿児島大学)

横山 央明 (東京大学)

3.2.2 星の形成

大西 利和 (大阪府立大学)

高桑 繁久 (鹿児島大学)

徳田 一起 (大阪府立大学)

富田 賢吾 (大阪大学)

3.2.3 惑星科学

今村 剛 (東京大学)

倉本 圭 (北海道大学)

佐川 英夫 (京都産業大学)

関根 康人 (東京大学)

3.2.4 銀河、ブラックホール、銀河団、宇宙論

井上 開輝 (近畿大学)

北山 哲 (東邦大学)

河野 孝太郎 (東京大学)

壽崎 智佳 (上越教育大学)

● 第4章 アルマ2プロジェクトの科学的展望

4.1.1 太陽系以外の惑星系とその形成の解明

片岡 章雅 (国立天文台)

坂井 南美 (理化学研究所)

野村 英子 (東京工業大学)

武藤 恭之 (工学院大学)

百瀬 宗武 (茨城大学)

4.1.2 銀河形成と諸天体の歴史を解明

井上 昭雄 (大阪産業大学)
梅畑 豪紀 (理化学研究所)
児玉 忠恭 (東北大学)
田村 陽一 (名古屋大学)
長尾 透 (愛媛大学)
橋本 拓也 (大阪産業大学)
廿日出 文洋 (東京大学)

4.1.3 膨張宇宙における物質進化を解明

大石 雅寿 (国立天文台)
今村 剛 (東京大学)
倉本 圭 (北海道大学)
佐川 英夫 (京都産業大学)
関根 康人 (東京大学)

4.2.1 太陽と恒星

今井 裕 (鹿児島大学)
下条 圭美 (国立天文台)
新永 浩子 (鹿児島大学)
横山 央明 (東京大学)

4.2.2 星の形成

大西 利和 (大阪府立大学)
高桑 繁久 (鹿児島大学)
徳田 一起 (大阪府立大学)
富田 賢吾 (大阪大学)

4.2.3 惑星科学

今村 剛 (東京大学)
倉本 圭 (北海道大学)
佐川 英夫 (京都産業大学)
関根 康人 (東京大学)

4.2.4 銀河、ブラックホール、銀河団、宇宙論

井上 開輝 (近畿大学)
北山 哲 (東邦大学)
河野 孝太郎 (東京大学)
壽崎 智佳 (上越教育大学)

第5章 技術開発

5.1 はじめに

伊王野 大介 (国立天文台)

5.2 アルマ望遠鏡の技術開発

浅山 信一郎 (国立天文台)
鶴澤 佳徳 (国立天文台)
小川 英夫 (大阪府立大学)
奥村 幸子 (日本女子大学)
木内 等 (国立天文台)
キム ジョンス (韓国天文研究院)
小久保 英一郎 (国立天文台)
小嶋 崇文 (国立天文台)
ゴンサレス アルバロ (国立天文台)
齋藤 正雄 (国立天文台)
酒井 剛 (電気通信大学)
单文磊 (国立天文台)
瀬田 益道 (関西学院大学)
前澤 裕之 (大阪府立大学)

5.3 データ利用と計算機・ソフトウェア

合田 憲人 (国立情報学研究所)
池田 思朗 (統計数理研究所)
海老沢 研 (宇宙科学研究所)
小杉 城治 (国立天文台)
吉田 浩 (国立情報学研究所)

●第6章 結論

平松 正顕 (国立天文台)

発行日：第1版 2019年1月11日、第2版 2019年3月15日

発行者：自然科学研究機構国立天文台

編者：浅山 信一郎、伊王野 大介、井口 聖、鵜澤 佳徳、小杉 城治、ゴンサレス アルバロ、
阪本 成一、下条 圭美、長谷川 哲夫、平松 正顕、深川 美里、松田 有一

編集協力：西川 朋子

制作：株式会社アズディップ

表紙デザイン：田中 利枝

