「2016年度最優秀研究者賞受賞記念論文」

高解像度観測が導く惑星系形成

秋山 永治[1]

2017年9月19日受領，査読を経て2017年11月27日受理.

（**要旨**）近年，技術の粋を結集したALMA望遠鏡やすばる望遠鏡によって，惑星系の母体天体である原始惑星系円盤の精緻な画像が得られ，惑星形成の研究が急速に進歩している．様々な観測手段がある中，特に電波と赤外線による観測は相補的で円盤の物理構造を調べるのに有効であり，双方の専門家からなるチームを組織し，協力して科学成果を出す時代となっている．本稿では，筆者が所属する世界最大の電波望遠鏡ALMA国際プロジェクトと光・赤外線望遠鏡すばるを用いた系外惑星および星周円盤の戦略的探査プロジェクト(SEEDS)の成果を中心に，最新の観測結果と新たな問題点について言及する．最後に，次世代型望遠鏡の到来を見据えた今後の展望について，現行する代表的な開発事例を織り交ぜながら見ていく．

1. はじめに

惑星科学の分野では，1994年から1995年にかけて突出した観測成果が相次いで報告され，観測的研究が急速に飛躍した年と言える．歴史的な転換期として，1983年のInfrared Astronomical Satellite（IRAS）による全天サーベイ観測が行われ，多くの赤外線点源に対してエネルギースペクトル分布(SED)が取得されたことが挙げられる．その結果，赤外線の波長領域で大きな超過が見られ，中心星からの光が吸収されず輝線として検出された．これらの観測事実を背景に，若い星の周囲に付随するガスやダスト(塵)は光学的には厚く幾何学的には薄いと解釈され，円盤状に分布していると予言されていた．さらに，幾つかの天体では近赤外線波長域において赤外超過が見られないことから，中心星の近傍領域では物質が消え去り(clearing)，重い円盤から薄くて軽い円盤に遷移(transition)し，惑星系が形成される前段階である可能性について議論されている．これは，今日知られる遷移円盤の先駆けとなる観測結果である[1](円盤の幾何学的構造とSEDの形状との関係については遊星人vol. 24，No. 3の橋本淳氏の記事[2]を参照されたい)．そして，光学系の修理を終え鮮明な画像が得られるようになったHubble宇宙望遠鏡(HST)によって，オリオン座にある星形成領域で，明るい星雲を背にした惑星の形成現場である原始惑星系円盤のシルエットが鮮明な姿で直接撮像され，1994年の論文で報告された[3][1]．HSTや後述するすばる望遠鏡等によって直接撮像で確認されるよりも以前に，星・惑星系形成に関する情報や観測技術が限られる中，理論モデルを駆使し，原始惑星系円盤の存在のみならず，その構造までも予見した当時の研究者の英知には深い感銘を覚える．その後，すばる望遠鏡，Very Large Telescope（VLT），Gemini望遠鏡など地上の大型望遠鏡による観測が進み，原始惑星系円盤に付随するギャップ構造，渦状腕構造，非対称構造など，複雑な構造まで明らかになってきた．

一方，1995年にペガスス座51番星の周りで，太陽によく似た中心星を持つ系外惑星が初めて発見された[4]．それ以来，系外惑星探査が加速したことで，2017年8月の時点で候補天体を含めると6000以上の系外惑星が報告されている．そのうちの600天体以上が複数の惑星で構成されている惑星系であることが確認され

1. 自然科学研究機構 国立天文台 チリ観測所
eiji.akiyama@nao.ac.jp

1. 修理以前にもHSTでシルエット円盤は撮像されていることに注意されたい．

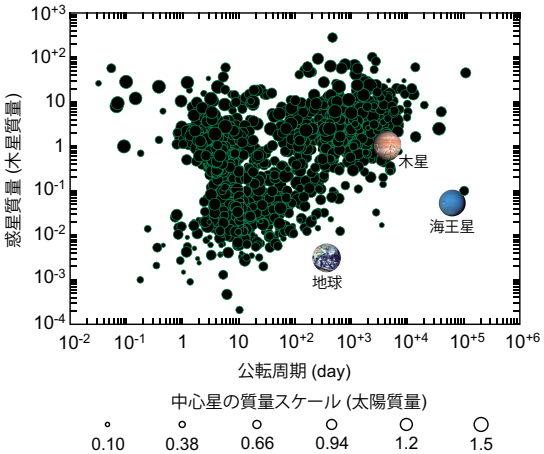

図1：太陽質量と同程度の中心星を持つ系外惑星の公転周期と惑星質量の分布図．http://exoplanet.euで提供されているデータから作成し，2017年8月時点で報告されている惑星候補天体までが含まれている．データ点の大きさは中心星質量を表し，参考のため，太陽系の地球，木星，海王星をプロットしている．

ており，TRAPPIST-1に代表されるような複数の地球型惑星を持つと推測される惑星系も存在することが明らかとなった[5]．一方で，統計的解釈が進められるようになり，観測結果を基に惑星の質量，サイズ，軌道長半径などを調べると，我々の太陽系とは大きく異る実に多種多様な惑星系が存在することも分かってきた．図1は，系外惑星の公転周期と惑星質量の分布図であり，太陽系の惑星と系外惑星の違いを可視化し，両者を比較する上で基本的かつ重要な情報となっている．図1から，太陽系の惑星の分布はこれまで観測された他の惑星系と比べると少数派に属する可能性が考えられる．我々の太陽系は必ずしも平均的な惑星系であると言えないことは，今日までの観測結果が示すところである．

筆者は，これまで惑星系形成メカニズムの解明をテーマに，観測的手法で原始惑星系円盤の物理構造の解明に取り組んできた．そして，世界最大の電波望遠鏡Atacama Large Millimeter/submillimeter Array（ALMA）の国際プロジェクトと自然科学研究機構アストロバイオロジーセンターが推進する光・赤外線望遠鏡すばるを用いた系外惑星探査プロジェクト（Strategic Explorations of Exoplanets and Disks with Subaru Telescope, SEEDS [6]）に所属し，双方の観測アプローチから惑星系形成の解明に取り組んでいる．様々な観測手段がある中で，特に電波と赤外線を用いた観測は相補的で円盤の基本的な物理構造を調べるのに有効であり（電波と赤外線観測の特徴が武藤恭之氏と田崎亮氏の参考文献[7] [8]で詳説されているので参考されたい），近年では双方の専門家からなるチームを組織し，協力して科学成果を出す傾向にある．図2はSEEDSプロジェクトの一環として近赤外線で撮像された主な原始惑星系円盤画像の一覧である．中心星から数10 AUから数100 AUに渡って渦状腕構造，巨大穴構造，非対称構造など，実に複雑で様々な構造を持つことが明らかとなっている．これらの画像は主に0.1－1 μmサイズのダストの散乱光を反映したものであるが，約1 mmサイズのダストの熱放射を反映したALMAなどの電波観測においても同様の構造が多数検出されている[9] [10]．また，後述するが同心円状に構成される多重リングギャップ構造も検出され[11]，少なからず惑星系の多様性に関連していると考えられる．このような観測結果を基に惑星形成の理解にどう繋げていき，次のステップとして観測的にどう踏み込んでいくかが重要である．本稿では，筆者が関わっているプロジェクトの共同研究として，ALMA望遠鏡とすばる望遠鏡で得られた原始惑星系円盤の観測成果を中心に，主なものについてできるだけ分かりやすく紹介する．

2. 原始惑星系円盤の物理構造：温度密度の2次元分布

これまで地上と宇宙から様々な望遠鏡によって，ガスとダストから構成され惑星の母体天体である原始惑星系円盤が数多く観測されてきた．そして，SEDや直接撮像によって円盤構造が分類できるようになり，その描像が徐々に明らかになってきた．分類別に統計的傾向を調べることも重要であるが，詳細な観測が可能な天体を集中的に調査し，円盤の物理構造を明らかにする試みも重要である．さらに，惑星形成現場の基本的な物理構造である温度と密度分布に関する情報は，惑星形成や円盤の散逸機構を考える上で不可欠である．筆者らは，太陽近傍で原始惑星系円盤が付随する明るいハービッグAe型星HD 163296の天体に対して，複数のCO同位体分子と回転遷移の異なる輝線で観測し，円盤の動径方向と鉛直方向の温度と密度分布を観測的

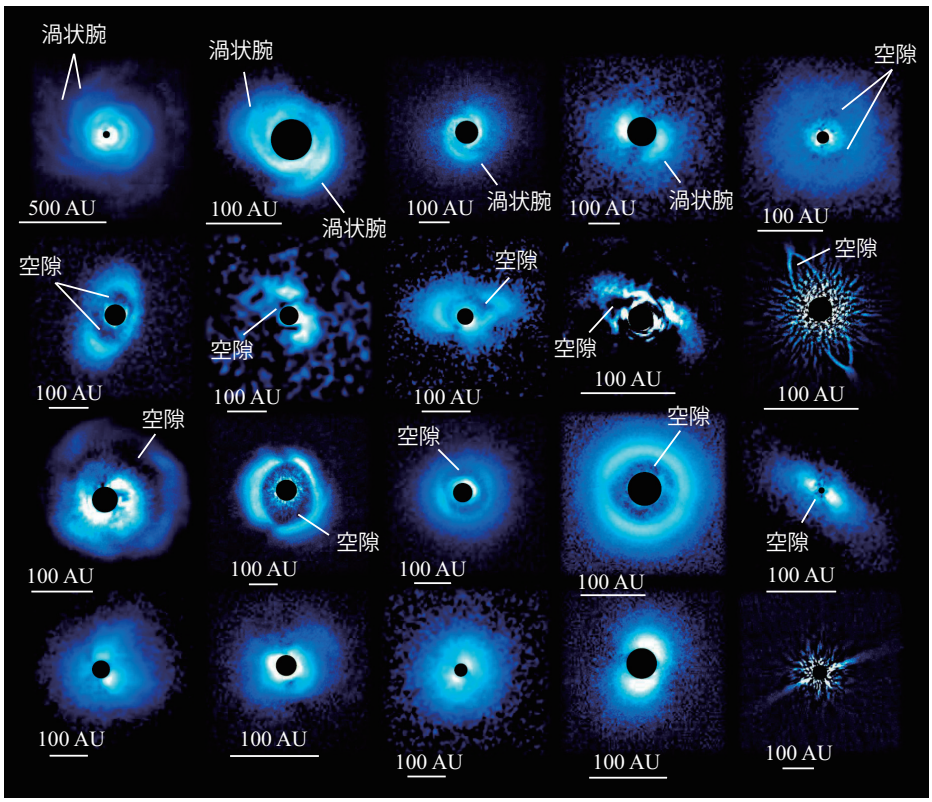

図2：SEEDSプロジェクトで撮像された原始惑星系円盤画像の一覧．国立天文台太陽系外惑星探査プロジェクト室提供．

に導くことを試みた[2]．ここでは，野辺山45 m鏡，ASTE 10 m望遠鏡，初期運用のALMA望遠鏡で得られたデータを基に，特に円盤の鉛直方向の温度分布について詳しく説明する．

原始惑星系円盤の主な熱源は中心星からの放射である．中心星からの放射が直接照射される円盤表層は高温になり，放射が届かない円盤赤道面付近では低温になることで，円盤内で温度勾配が存在することが理論的に示されている[12]．温度の違いは回転遷移の異なる輝線を用いることで把握でき，一般的に高励起線ほど高温領域を反映する．つまり，回転遷移の異なるガス観測は，言わば温度計になるのである．また，温度領域の位置について，動径方向においては放射の逆2乗則から推測される通り，多くの場合温度は中心星からの距離のべき乗で低くなると考えて良い．一方，鉛直方向においては，複数の同位体分子輝線観測とモデル計算によって見積もることが可能である．即ち，各輝線は光学的に十分に厚くなる円盤光球面(photosphere)から放射されると考え，例えば各輝線において光学的厚み(τ)が1となる層の柱密度を計算する(詳細はScoville et al. (1986)のAppendixを参照[13])．尚，円盤光球面の光学的厚みは厳密に$\tau = 2/3$となるが，本研究では簡単のため$\tau = 1$を適用している．さらに並行して，静水圧平衡を仮定した円盤で得られる鉛直方向の面密度分布を計算し，両者を対比させることで層状に分布する各同位体分子輝線の放射領域を求める．最後にモデル計算から各同位体分子輝線の観測プロファイルを再現する温度を割り出し，前述した各輝線の鉛直方向に沿った円盤光球面の位置と組み合わせることで，観測データを基にした鉛直方向の温度分布を算出することが可能となる．

図3左は，CO同位体分子の$J = 2-1$輝線で観測されたHD 163296の積分強度図と速度分布図である．ALMAの初期科学評価(Science Verification, SV)で得

2. 2012年12月に開催されたThe first year of ALMA science会議にて発表．

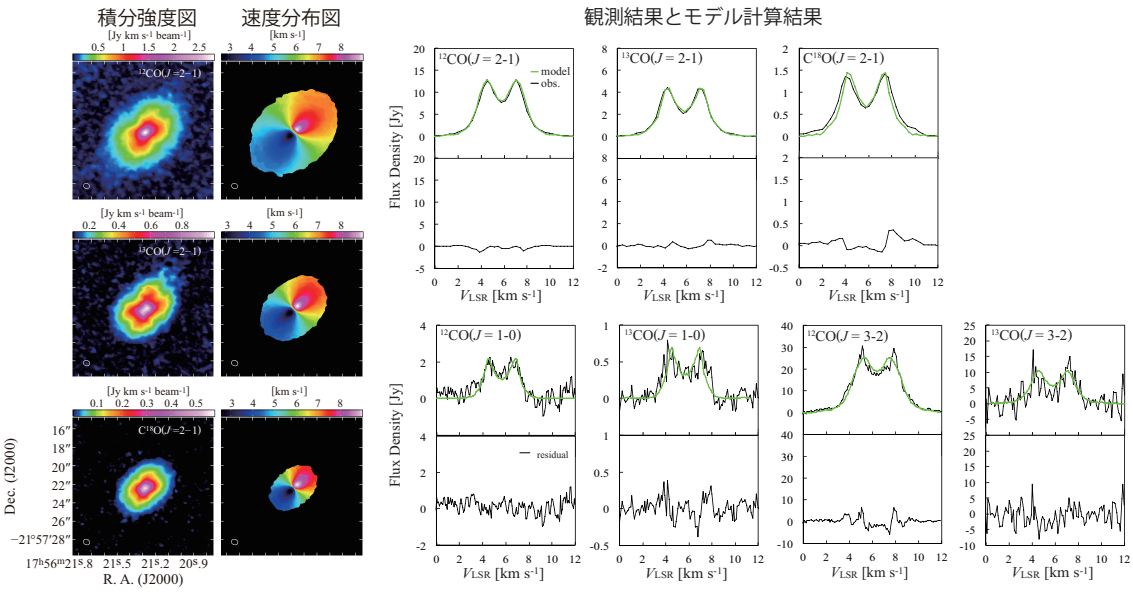

図3：左図は，ALMAの初期科学評価の一環として試験観測されたHD 163296の積分強度図と速度分布図である．各パネルの左下に記された楕円は，最終的に得られた合成ビームを表す．右図上段は，観測で検出された円盤からのCO同位体分子輝線の速度プロファイル（黒）とモデル計算の結果（緑）を表し，右図下段は上段の観測結果とモデル計算結果との残差を表す．尚，^{12}CO（J=1−0）と^{13}CO（J=1−0）は野辺山45 m鏡の観測で得られたデータ，^{12}CO（J=2−1），^{13}CO（J=2−1），C^{18}O（J=2−1）のデータはALMAの初期科学評価データ，^{12}CO（J=3−2）と^{13}CO（J=3−2）はASTE 10m望遠鏡で得られたデータである．

られた公開データ[3]を再解析し，信号雑音比（S/N比）を向上させることが可能なセルフキャリブレーションを適用している．図3右は，観測とモデル計算で得られた輝線プロファイルを重ねたものとその両者の差を表したものである．J = 1 − 0輝線は野辺山45 m鏡で得られた観測結果，J = 2 − 1輝線はALMAのSV公開データ，J = 3 − 2輝線はASTE 10 m望遠鏡で得られた観測結果である．尚，J = 1 − 0やJ = 3 − 2輝線プロファイルと比べJ = 2 − 1輝線プロファイルは滑らかであるが，スムージング処理等は行っておらず通常の校正後のデータである．単純に比較はできないものの野辺山45 m鏡やASTE 10 m望遠鏡の観測データの積分時間は数日であるのに対し，ALMAの観測では初期運用にもかかわらず，たった2時間の積分時間で野辺山45 m鏡やASTE 10 m望遠鏡の観測データを遥かに上回るS/N比でデータが得られており，いかにALMAの感度が優れているか実感できる．

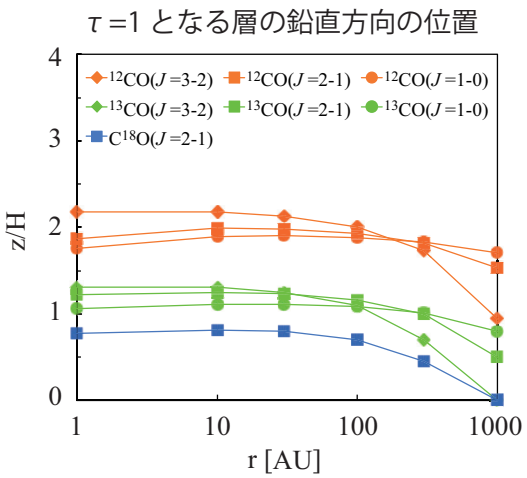

図4：各CO同位体分子輝線に対して光学的に厚くなる層の鉛直方向分布．横軸は中心星からの距離，縦軸はスケールハイトで規格化した円盤鉛直方向の距離を表す．[19]よりデータの一部を転載．

図4は，静水圧平衡並びに局所熱力学平衡を仮定した円盤において，上述のScovilleらが示したCO輝線における柱密度と光学的厚みの関係式を用いて，円盤

3. ALMA国際プロジェクトでは，望遠鏡およびその制御システムが適切に動作し正しい科学データが取得されているか評価するため，過去の観測で素性が既知の天体を幾つか選定し試験観測を実施している．その試験観測で得られた観測データは一部公開されており，個人研究など様々な用途での使用が許されている．

赤道面から各CO同位体分子輝線が光学的に厚くなる層（$\tau = 1$となる層）までの鉛直方向の距離を計算した結果を表す．従って，この図は観測データを示すものではなく，円盤モデルを用いた推定値を示していることに注意されたい．尚，100 AU以遠の領域では中心星からの放射が弱く温度が低くなり，高いエネルギー準位に十分に励起されないため，高励起線の光学的に厚くなる層が低励起線の層よりも低くなっている．モデルフィットの結果，CO（$J = 3-2$）の主な放射領域であるスケールハイトの2－3倍の高さでは温度が約50 K，$C^{18}O$（$J = 2-1$）の主な放射領域である赤道面付近の温度は15 K以下となり，円盤の鉛直方向に温度勾配があることが明らかとなった．ここで，COの昇華温度は約20 Kであるため，導かれた15 Kの温度環境下ではCOは固体として存在することが考えられる．しかし，HD 163296では亜音速の乱流が発生していることが報告されており[14]，ダスト吸着の抑制や円盤上層の温かいガス成分とよく混合されることで，昇華温度以下でもCOが気体として存在しているものと推測される[15]．同様の観測結果がDM Tauの原始惑星系円盤でも報告されており，赤道面付近の温度が13 Kと見積もられているが，強いCOの輝線放射が観測で検出されている[16]．

一方，動径方向の密度構造に関して，中心星からの距離に応じて面密度がべき乗で減少する経験則を基にしたべき乗則モデルと，粘性進化を考慮した理論的に導かれる相似解モデル[17]で検証した．その結果，べき乗則モデルでは速度プロファイルのピーク値と高速度成分の整合性が悪く，観測とモデル計算で得たプロファイル間の残差が大きくなり，双方が両立する密度分布を導くことができなかった．しかし，相似解モデルでは観測結果の再現性が良く，円盤の外側領域では円盤が粘性進化し，徐々にガスが散逸している可能性が示された[18]．また，別のハービッグAe型星であるMWC 480に対しても，我々は同様の結果を得ている[19][4]．本質的には円盤モデルで適用されている密度分布が過剰に簡略されていたことが原因であるが，従来の観測機器で得られたデータでは相似解モデルを検証するだけの精度が足りなかったことも原因の一つであると考えられる．

4. 野辺山観測所プレスリリースでも詳説しているので参照されたい．

本研究によって，COとその同位体分子輝線を多数組み合わせた観測によって，円盤表層から円盤赤道面近傍に向かって温度が低くなる温度勾配が確認された．また，観測結果の再現性を評価した結果，多くのガス輝線観測で相似解モデルの有効性が確認された．さらに，円盤の動径方向の密度分布，特に円盤外縁部で指数関数的に密度が低くなる構造が確認され，角運動量輸送による粘性拡散を支持する結果が示された．

3. 多重リングギャップ構造

惑星や惑星系の形成および進化過程を理解するには惑星系の形成現場である原始惑星系円盤を観測し，その詳細な物理・化学的構造を詳しく調べ，それらの起源を一つ一つ解明していくことが有効かつ確実なアプローチである．そのため，以前から多くの原始惑星系円盤が電波干渉計や光・赤外線望遠鏡によって観測されている．その中でもうみへび座TW星（TW Hya）とおうし座HL星（HL Tau）の観測的研究は古く，近年詳細な物理的化学的構造が明らかとなり，より一層精力的な観測が行われている[20][21]．ここでは筆者が関連したTW HyaとHL Tauに付随する原始惑星円盤について，特に多重リングギャップ構造に焦点を絞って紹介する．

3.1 うみへび座TW星の多重リングギャップ構造

小質量星TW Hya（中心星質量0.55 $M_\odot$，距離54 pc）[5]に付随する原始惑星系円盤は，太陽近傍に位置するため詳細な観測が可能であり，太陽系の成り立ちを理解する上で数多くの情報を与えてきた．図5はこれまでに観測された代表的なTW Hyaの撮像画像を示す．過去のHSTによる波長1.71 μmの観測によって，主星から80 AUの位置にリング状のギャップ（以下，リングギャップと称す）の存在が示された[22]（図5左）．筆者らは，すばる望遠鏡/HiCIAO+AO188を用いて，Hバンド（波長1.6 μm）で高コントラスト観測を可能とする偏光差分撮像（PDI）モード（参考文献[2]の図2で詳説されているので参考されたい）を導入し，HSTでは観測できなかった，中心星近傍領域の観測に成功

5. 2016年GaiaのミッションでTW Hyaまでの距離が59.5 pcと修正されたが，ここでは2007年にHipparcosの測定で得られた距離54 pcを採用する．

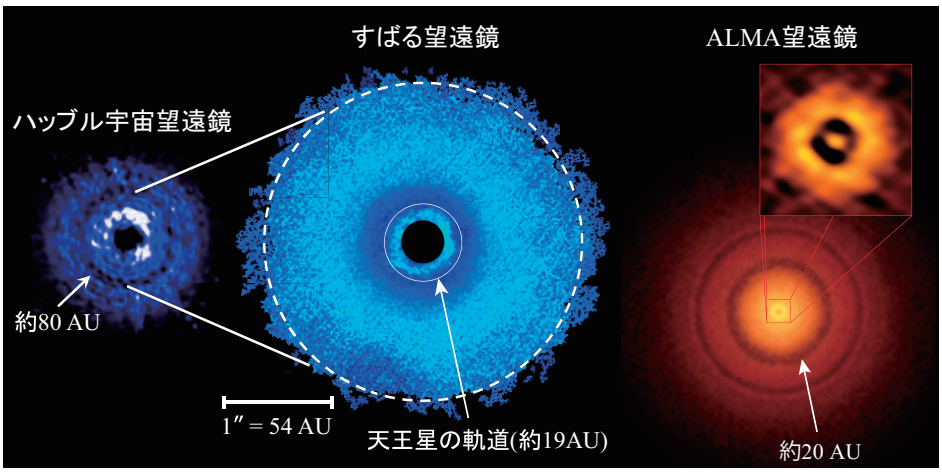

図5：TW Hyaのダスト円盤の画像．左：Hubble宇宙望遠鏡による波長1.71 μmの散乱光画像（Debes et al. 2013），中央：すばる望遠鏡による波長1.6 μmの散乱光画像（Akiyama et al. 2015），右：ALMA望遠鏡による波長870 μmのダスト連続波画像（Andrews et al. 2016）．すばる望遠鏡の撮像画像の中心は半径0.2″（約11 AU）のソフトウェアマスクで隠している．すばる観測所およびALMA観測所プレスリリース図を改編．

した．その結果，主星からの距離11 AUから80 AUの領域において面輝度分布が明らかとなり，主星から約20 AUの位置に新たなリングギャップが存在する可能性が示された[23]（図5中央）．尚，リングギャップ構造を鮮明に映すために，双方の画像とも各ピクセルに中心星からの距離の2乗を乗じている．さらに近年，ALMA望遠鏡による波長870 μmのダスト連続波長基線観測で，半径22 AUのリングギャップが確認され，我々のすばる望遠鏡による観測結果と一致する結果が得られている[21]（図5右）．また，地球のような惑星の形成領域まで観測範囲を拡張することに成功し，主星から1 AUの距離にギャップ構造の存在も確認された．加えて，新たに中心星から37 AUと43 AUの距離にもリングギャップ構造が確認され，1 AUから80 AUにかけてギャップ構造やリングギャップ構造が多数存在することが明らかとなった．

Jang-CondellとTurnerらは，もしリングギャップが惑星によって形成された場合，散乱光でギャップ部分は暗くなるが，ギャップの外側の壁では中心星からの直射により明るくなると指摘している．同時に光が直射され続けることでギャップ壁が膨らみ，いわゆるpuff-up構造が形成され，ギャップ壁以遠では陰影効果によって散乱光では暗くなると予想している[24]．この描像は中心星からの距離に応じた面輝度の変化率として観測で直接確認することが可能である．即ち，

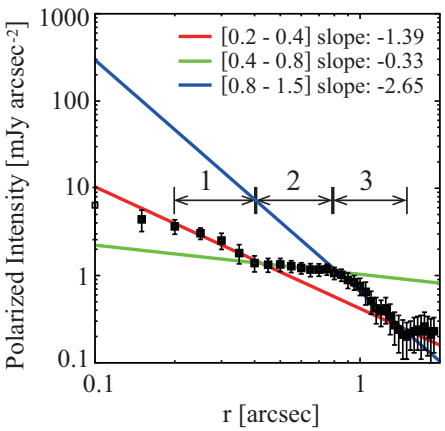

図6：TW Hyaの面輝度プロファイル（P.A. = 335 deg.）．赤，緑，青の線はそれぞれ図中の動径方向の領域 1，2，3における傾きを表す．[23]より引用・改編．

ギャップや渦状腕など複雑な構造を持たない円盤の面輝度は中心星からの距離に応じてべき乗で減少するが[25]，もしギャップが存在すると散乱体の少ないギャップでは面輝度が急激に減少し，ギャップ壁で緩やかな減少もしくはほとんど変化せず同じ面輝度を維持する．一方ギャップ壁の後方では，ギャップ壁が作る影によって散乱が起こらず面輝度は再び急激な減少に転じることになる．

図6は，我々の観測で得られたTW Hyaの面輝度分布である．図中の赤，緑，青の線で示すように，面輝

度分布は動径方向の距離によって傾きが異なり，階段状のプロファイルを持つことが分かる．その結果，Jang-CondellとTurnerらが示す，惑星によって形成されるリングギャップから定性的に導かれる類似した面輝度プロファイルが確認され，観測プロファイルの形状から木星質量以下の惑星でリングギャップが形成されている可能性が示された．その後，RapsonらによるGemini望遠鏡のJバンド（波長1.24 μm）と$K1$バンド（波長2.05 μm）の観測によって，同リングギャップに木星質量の0.2倍の惑星が存在する可能性が示された[26]．Debesらは，Jang-Condell & Turner（2012）の軸対称円盤を仮定した放射輸送モデル[24]を用いて，近赤外線で得られた面輝度プロファイルを再現することでより詳細な構造について調査した[27]．彼らは，動径方向の面密度分布に中心星から30 AUと80 AUの距離にギャップを設けて，モデルと観測結果の整合を図る試みを行っている．その結果，30 AU以遠の面輝度プロファイルはよく再現するものの，我々やRapsonらの観測で得られた中心星から20 AU付近のギャップを含めた10 AUから20 AUの領域では，観測結果を再現しないことが分かった．原因として中心星から20 AU以内の領域の構造がモデルに反映されていないことが考えられる．暫定的な結果ではあるが，AndrewsらのALMA長基線観測では中心星から12 AUの距離にリングギャップの存在が指摘されている[21]．また，Debesらのモデルフィットによれば，30 AUのギャップのみよりも30 AUと80 AUのギャップで構成されるモデルの方が再現性が改善する（[27]の図1左を参照）．従って，面密度分布に中心星から12 AUや20 AUのギャップを考慮したモデルで検証できれば，モデルとの整合性が改善するものと推測される．

さらに我々は，ガスとダストは鉛直方向にガウス分布していると考え，観測で得られたHバンドの面輝度分布の傾きとダストのスケールハイトの半径依存性を比較し，上述の惑星の可能性に加え，ダスト成長の可能性についても調査した．その結果，円盤の内側ではダストが成長している可能性が得られ，中心星からおよそ10 AUから40 AUの領域ではダストの平均サイズが10倍ほど異なることが示された．他のグループで得られた電波干渉計Submillimeter Array（SMA）やVery Large Array（VLA）のミリ波やセンチ波の観測結果とも一致していることから，惑星とはいえないまでも，ダストが大きく成長し微惑星やその基となる天体が形成されている可能性が示された．ギャップ構造の形成メカニズムには，円盤と惑星との重力相互作用，光蒸発，ダスト成長，dust filterationなど諸説あるが，本研究によって観測で得られた面輝度分布の特徴が，惑星を起源とするJang-CondellとTurnerらのギャップ形成の理論モデルで定性的に理解できることが分かった．加えてダスト成長の可能性も示唆されることから，本観測とHSTの観測で発見された，半径20 AUと80 AUで構成される同心円状の多重リングギャップ構造の起源に関する説明の一つとして，惑星形成が同時多発的に進行している可能性が示された．

最近の別のALMAの観測で，ミリ波帯（波長2 mmと1.3 mm）で多波長連続波観測がされ，波長間の強度変化率であるスペクトル指数（α）の2次元分布図を算出し，リングギャップ内外のダストサイズについて議論されている[28]．その報告によると，半径22 AUのリングギャップの外側でミリメートルサイズのダストが多く存在する可能性が示されている．また，観測結果を基に半径22 AUのリングギャップに海王星よりやや重い惑星が存在する可能性が示されている．これらの結果は，Hバンドの散乱光偏光観測から推測された結果とも一致しており，電波と近赤外線の観測を組み合わせエビデンスを積み重ねた良い例である．

一方ガス観測では，^{13}COと$C^{18}O$分子輝線から，COガスがCOのスノーラインの内側でも非常に少ないことが明らかとなり，ガス分子の化学進化に新たな課題が見出された[29]．原始惑星系円盤のガスは直接的あるいは間接的に惑星に取り込まれ，惑星大気の主な構成要素となる．そのため，COスノーラインの内側でガスが枯渇している結果は，惑星大気の研究に大きな情報を与える．現在，誕生直後の惑星大気は，従来考えられていたCH_4やNH_3などを多く含む強還元型ではなく，N_2やCO_2を主成分とし微量のCOやCH_4が加わった弱還元型であったと考えられている[30]．そして近年，COが微量であっても高エネルギー粒子線照射によってアミノ酸の前駆体が生成し得ることが実験的に示されている[6]．様々な分子種を用いた原始惑星

6. 日本惑星科学会2017年秋季講演会，小林憲正氏，青木亮平氏の講演発表．

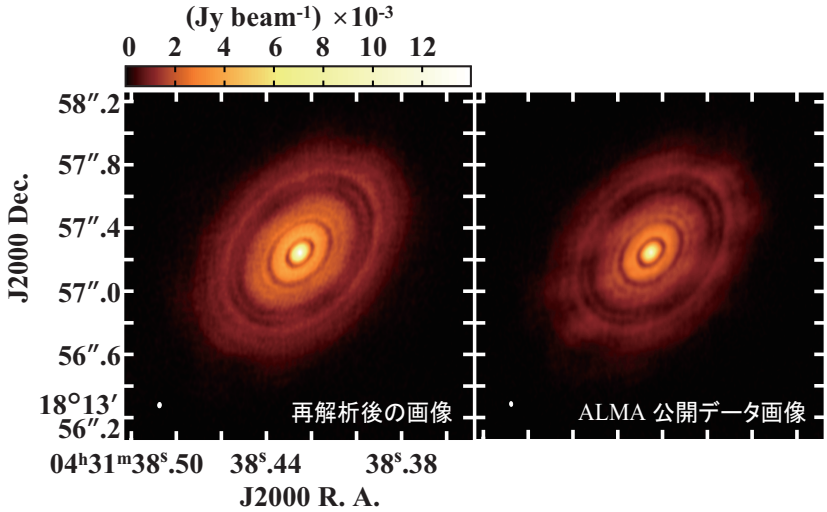

図7：波長0.87 mmダスト連続波画像の比較．左：再解析後の画像，右：ALMA公開データ画像．各パネルの左下にそれぞれの合成ビームを白色の楕円形で記す．[35]より引用・改編．

系円盤のガス観測は，惑星大気の成分や形成メカニズムなどに制限を与えたり，生命に関連する有機物生成の手掛かりを得る手段として重要視されている．今後の惑星大気の研究に関して，実験と観測的証拠を基に大きな進展が期待される．

3.2　おうし座HL星の多重リングギャップ構造

ALMAの長基線試験観測でHL Tauの革命的な画像が得られ[20]，多重リングギャップ構造の詳細な描像が明らかとなった現在，観測されている原始惑星系円盤の構造についてどこまで物理的に制限を与えられるかや，観測で得られた情報から何をどこまで導けるかについて議論することは極めて重要である．様々な理論研究によって惑星は円盤との重力相互作用で周囲の物質を飛ばし，惑星軌道に沿ってリング状に密度が減少したギャップ構造を形成することが示されている[31]．従って，惑星は観測されているリングギャップ構造の起源を説明する有力な候補である．さらに，長基線試験観測で得られたデータを詳細に解析した結果，リングギャップ内は光学的に薄く，リングの中心位置と中心星の位置が有意にずれていることからリングは離心率を持ち，軌道長半径が大きくなるにつれ離心率が大きくなり，内側から4つのリングギャップは1:4:6:8の軌道共鳴の位置関係にあることが明らかとなった．よって，これらの観測結果から惑星の存在について議論され，惑星形成が進行している可能性が示されている．

長基線試験観測では多周波合成法（Multi-frequency synthesis method, MFS [34]）を適用し，233.0 GHz（λ = 1.3 mm）と343.5 GHz（λ = 0.87 mm）の連続波データを組み合わせて高品質のイメージを作成している．しかし多周波合成法では，合成されるイメージの中心周波数が適用される2つのデータの中間周波数である287.2 GHz（λ = 1.04 mm）となるため，最終的な合成ビームサイズは343.5 GHzデータ単体のイメージのものよりも大きくなり空間分解能は悪くなる．よって，空間分解能を追い求める場合，基本的には高い周波数のデータ単体でイメージを作成した方が良い．筆者らはすでに公開されているおうし座HL星のデータに対して，電波干渉計の測定信号から真の信号を復元するdeconvolutionの一般的な手法であるCLEANの適用法，S/N比を向上させることが可能なセルフキャリブレーションのパラメータの最適化，観測データの良不良を選別するフラグの条件などを見直し，再度解析を行った．その結果，国際共同計画として正式に発表された成果画像の品質をより向上させることに成功した[35]．図7は0.87 mmの連続波画像の改善前（右）と改善後の画像（左）を示す．多重リングギャップ構造の輪郭がより鮮明になったため，その位置やサイズ，円盤全体の面輝度分布がより高い精度で求めることが可能

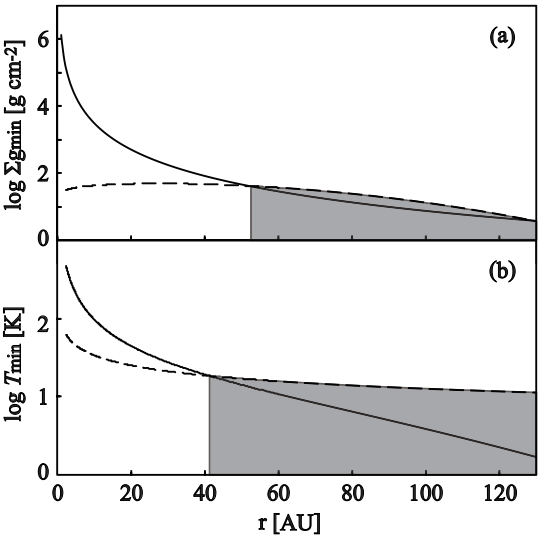

図8：パネル(a)はKwon et al.（2011）モデル[33]の面密度分布（実線）と重力不安定性を誘発するのに必要なガスの最小面密度（Σ_{gmin}，破線）を示す．パネル(b)はべき乗分布で与えられた動径方向の温度分布（実線）と重力不安定性を誘発するのに必要な冷却条件を満たす円盤の最小温度分布（T_{min}，破線）を示す．灰色で示したパネル(a)と(b)の領域は重力不安定性の発生条件を満たした領域を示す．[35]より引用．

となった．故に我々は，リングギャップの起源が惑星であるとした仮定の下，角運動量輸送とギャップの深さからギャップに内在する惑星の質量を見積もる手法[32]を適用し，内側から4つの顕著なギャップに対してそれぞれに対応する惑星の質量を見積もった．その結果，4つ全てのギャップで木星質量程度の惑星が存在する可能性が示された．

しかし，HL Tauの年齢はおそよ100万年と推定されており，形成時間に1000万年程度を要する惑星形成標準理論のコア集積モデルでは説明ができない問題が生じていた．そこで，短い時間で惑星形成が可能な円盤の重力不安定性による惑星形成の可能性を検証するため，その発生条件であるToomreのQ値と冷却効果について調査した．その結果を図8に示す．図8上は重力不安定性を誘発するのに必要なガスの最小面密度（Σ_{gmin}，破線），図8下は冷却条件を満たす円盤の最小温度分布（T_{min}，破線）を表し，両者の条件が同時に満たされた時，重力不安定性が発生し得ることを示す．モデル計算の詳細な説明はここでは割愛するが，HL Tauの面密度分布にはKwon et al.（2011）で示されている面密度モデルを使用し，観測で得られた最新の物理量を適用して導出している[33]．また，動径方向の温度分布は中心星からの距離に応じてべき乗で減少するべき乗則を採用している．図8から分かるように，中心星から52 AU以遠の領域では双方の条件が同時に満たされ，重力不安定の発現を許容する領域があることが判明した．他の理論研究においても重力不安定は主に円盤の外側の領域で起こる傾向が示されており，今回の観測で示される結果とも一致している．

しかしながら，HL Tauの場合，中心星から52 AU以遠のリングギャップに関しては重力不安定性で説明できるものの，13 AUや32 AUのリングギャップについては重力不安定性だけで説明をすることができない．よって，我々は内向きの惑星移動を考え，円盤との重力相互作用による惑星移動の可能性とその形態について調査した．ガス円盤の密度分布が惑星の重力によって動径方向に変化する場合とそうでない場合とでは，軌道進化が異なることが理論研究によって示されている[36][37]．詳細な説明は専門書に譲るが，定性的には惑星質量が小さい場合，円盤の構造が維持されたまま円盤のガスとの重力相互作用によって惑星の角運動量がガス円盤に輸送される．その結果，軌道が内側へと移動するが，このような軌道移動はType I軌道移動として知られている．一方，惑星質量が大きい場合，惑星自身の重力によってガス円盤にギャップを開け，惑星軌道はギャップ内に固定される．円盤自身は中心星へ少しずつ降着するため，それに伴い円盤と共に惑星軌道が内側へ移動していく．このような軌道移動はType II軌道移動と呼ばれる．我々は，ヒル半径から見積もられるギャップ形成に必要な惑星質量と，上述の角運動量輸送とギャップの深さから求めた惑星質量とを比較した結果，木星程度の惑星質量であれば，付随するガス円盤に対してリングギャップを形成するのに十分な質量であることが分かり，ギャップと共に中心星へと移動するType II軌道移動を支持する結果が得られた．故に，HL Tau円盤に付随する多重リングギャップ構造の解釈の一つとして，天体の年齢などを考慮すると，惑星は重力不安定によって短時間で円盤の外側で形成され，Type II軌道移動によって円盤の内側領域へと移動し，現在観測される形態になった可能性が考えられる．しかし，仮に円盤で一時的に重力不安定が起きたとしても粒子間の衝突率が低い場合，惑星や微惑星は形成されず渦状腕構造のみが誘起され，

その後徐々に密度の濃淡が緩和状態となってスムーズな密度分布を持つ円盤になるという理論報告もある[7]．よって，単純に重力不安定が発生すれば惑星ができるわけではなく，惑星形成に関して考慮すべき要因の精査が必要であり，一つずつ観測で明らかにするべき点である．

多重リングギャップ構造の形成については，惑星起源の他にガスとダスト間で働く摩擦によって不安定モードが誘起される永年重力不安定性(Secular Gravitational Instability, SGI) がある．Takahashi & Inutsuka (2014) のSGIモデルでは，太陽系を想定したパラメータでモデル計算を行っており，観測以前から半径13 AUのリングギャップ構造を予言していた[38]．さらにSGIで惑星が形成される合理的なメカニズムが描写されており，SGIと惑星の組み合わせで多重リングギャップ構造の形成が十分に可能であることも示されている[39]．さらに，離心率を持つ軌道を説明することは困難であるが，焼結や様々な分子種のスノーラインで効率的にダストが合体成長することでもリングギャップ構造の説明として提案されている[40] [41]．

4. 円盤内のダスト成長

微惑星形成の第一歩は原始惑星系円盤内に存在するダストが合体成長することで始まる．圧力の高いところではダストが捕獲され，局所的に集中して存在するようになり，ダストの合体成長が促進すると考えられている．筆者らはSEEDSプロジェクトの一環として，円盤中心に大きな穴構造を持つ遷移円盤LkHα 330に対して，すばる望遠鏡によるHバンド高解像度高感度偏光観測とSMAによる波長0.87 mmの連続波観測で，赤外線と電波の両面からダストの空間分布を調査した[42]．その結果，Hバンド偏光観測では1組の渦状腕構造が検出され，0.87 mm連続波では円盤の東西方向に沿って非対称構造が確認された．図9はHバンドで観測されたPDI偏光強度画像(カラー)に0.87 mm連続波画像(コントア)を重ねた図である．連続波観測では十分な空間分解能が得られていないものの，検出された非対称構造はHバンドで得られた渦状腕構造に沿って南北に伸びていることから，0.87 mm連続波

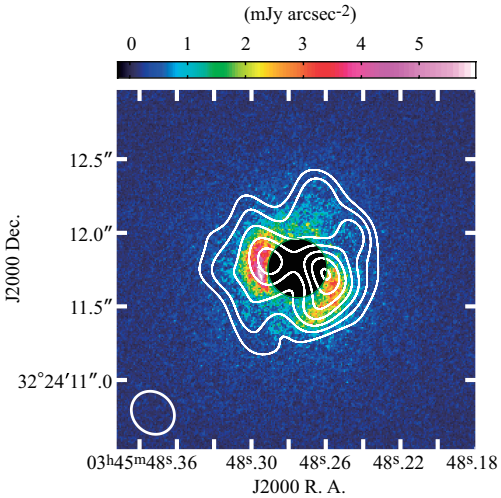

図9：観測天体LkHα 330のHバンド偏光強度画像(カラー)とSMA 0.87 mm連続波画像(コントア)の重ね図．連続波画像の最初のコントアは8σを表し，2σの間隔で最大20σの放射を表している．画像中央には半径0.2″(約50 AU)のマスクを付しており，画像左下の楕円は合成ビームを表す．[42]より引用．

においてもミリメートルサイズのダストで構成された渦状腕構造が円盤の赤道面近傍にも存在する可能性が観測的に示された．その後，PérezらはALMAの1.3 mm連続波でElias 2-27の原始惑星系円盤に付随する1対の渦状腕を検出し，ミリメートルサイズのダスト円盤においても渦状腕構造が形成されることを示した[10]．一方，非対称性を伴った渦状腕構造は，質量の大きな惑星によって誘起されることがシミュレーションで確認されており，すでに惑星が形成されている可能性が高いことが示された[43]．

ダスト成長を調べるのに有効な方法として，ダストのオパシティの波長依存性を表したべき数(β)[8]からダストサイズを見積もる方法がある．星間空間の典型的なβ値は1.7であり[44]，D′Alessioらはダストの最大サイズがおよそ30 μm以下であれば，β値は1.7のまま維持されると報告している[45]．βは波長が異なる複数の連続波データから求めることができるので，観測的にダストサイズを制限することが可能である．従って，非対称構造を誘発するダスト捕獲とそれに伴なうダスト成長を調べるため，我々と他のグループの観測で得られている連続波データを組み合わせ[46] [47]，ダストサイズの指標となる非対称領域のβを調

7. 日本天文学会2017年秋季年会，道越秀吾氏の講演発表．

8. 3.1節で扱われたαとβには$\alpha = \beta + 2$の関係がある．

図10：木星の衛星イオの*H*バンド画像．左からKeck望遠鏡+AOのシミュレーション画像，TMT/IRIS+AOのシミュレーション画像，木星探査機Galileoによる撮像画像を表す．TMTウェブサイト（http://www.tmt.org/gallery/miscellaneous/iris-simulation-io-observations）の画像を改編．

査した．その結果，円盤の東側では$\beta = 2.0 \pm 0.5$となり星間空間の典型値であったが，円盤の西側では$\beta = 0.7^{+0.5}_{-0.4}$となり，東側よりも小さい値となった．この結果はダストサイズが円盤の東側と西側では異なることを示唆し，西側ではミリメートルサイズ以上のダストが多くダストが成長していると考えられ（Dranieは特にβが1以下の場合，ダストがミクロンサイズからミリメートルサイズに成長していると報告している[48]），東側では近赤外の放射が強く0.87 mm連続波放射が弱いため，0.1－1 μm程度のダストが多く存在すると推測される．また，大小様々のダストが混在する円盤中で圧力の高い領域が発生し，その領域に大きいダストのみが選択的に集中している可能性も考えられるが，現段階ではこれ以上の制限は困難である．しかし，センチ波帯の連続波やガスの観測によってダストの成長度や圧力に関する情報が取得できるので，それらのデータが加われば非対称構造の起源についてより強い制限を与えることが可能となる．

近年，電波の多波長偏光観測からダストサイズを求める新たな方法が提案された．そしてALMAによるHL Tauの偏光観測では，これまで考えられていたダストサイズよりも1桁ほど小さい100 μm程度であると報告されている[49]．従来のβからダストサイズを見積もる手法に加え新たな手法が開発されたことにより，異なる手法でダストサイズを算出することが可能となるので，精度や信頼性が向上すると考えられる．惑星は基本的に円盤赤道面で形成するので，その領域を反映するダスト連続波のデータは直接的に惑星形成の物理量を与える面で重宝される．今後は多波長による連続波観測と偏光観測の両面でダストサイズを導き整合化を図っていくことが，惑星形成の発端を理解する上で益々重要になってくる．

5. 今後の観測装置の開発と将来展望

これまで議論してきたギャップ，非対称構造，渦状腕，または他の観測で報告されているワープ構造などが惑星形成に深く関連していたとしも，これらの構造は惑星形成過程の中でもたらせた円盤形態であるので間接的証拠である．より決定的な証拠を得るには形成中を含めた惑星そのものを直接観測することが重要であり，そのためハビタブルな地球型惑星を含めた惑星の直接検出が可能な次世代型の望遠鏡が構想されている．そのうち幾つかは具体的に開発が進められており，その一つにThirty Meter Telescope（TMT）がある．TMTは補償光学装置（AO）を用いると解像度が8ミリ秒角まで到達し，すばる望遠鏡と比べ感度が約180倍向上する．図10はTMTに搭載されるAOの性能をシミュレーションした結果である．Keck望遠鏡よりも遥かに改善されており，真の画像である探査機で得られた画像とほぼ同等の画像品質が得られていることが分かる．

星・惑星形成に関する研究では，スノーラインを含めた星周円盤の詳細構造，磁場構造，ガス散逸機構などの未解決な点を観測で明らかにするべき点が多くある．一方，今日では宇宙生命に関して科学的に議論ができるようになり，2015年に自然科学研究機構にアストロバイオロジーセンターが新たに創設されるなど，行政からも重要性が認識されている．宇宙生命は今後の惑星科学の重要な研究テーマであり，ALMAでも3

大研究テーマの一つとなっている．よってALMAでは星・惑星形成領域において生命に関連する有機物の探査など，宇宙生命を視野に入れた研究が精力的に行われている．また，ALMAは今後30年最先端の研究を担う望遠鏡として運用される計画であり，新しい周波数帯の受信機開発や最大基線長を数100 kmに伸ばした拡張ALMA計画が構想されている．その初期検討として現在の最大基線長である18 kmから拡張し，最大基線長を50 kmと想定したアレイでシミュレーション評価を行った結果，230 GHz帯でアレイの中心から15－25 kmの位置に9台のアンテナを追加することで，5ミリ秒の解像度を達成できることが示された[9]．また，米国を中心として最大基線長300 km,アンテナ300台を持つNext Generation Very Large Array (ngVLA)のサイエンスが検討され，その実現性について議論が進み始めている．

一方，TMTによる観測ではハビタブルな第2の地球や系外惑星の大気から生命の確認が可能と言われる酸素やメタン，さらに生命に関連する有機物の直接検出が可能となる．将来装置の一つに干渉技術を導入したSecond Earth Imager for TMT (SEIT)の開発が計画されており，太陽系近傍に多く存在するK，M型星周りのハビタブルな地球型惑星の探査が主な研究対象となっている．そして，すばる望遠鏡などの8 m口径クラスの大型望遠鏡や近年打ち上げが予定されているトランジット系外惑星探索衛星(Transiting Exoplanet Survey Satellite, TESS)との連携も考えられ，膨大なサンプルから有望天体を抽出しTMTで詳細を調べるなど様々なシナジー効果が期待されている．

現在ALMAは本格的に稼働し，我々に衝撃的な観測事実を与え研究を飛躍させている．しかし干渉計は広範囲に渡った天体のサーベイには不向きであることや，一度に分光可能な周波数帯域が狭いという問題を抱えている．そのような問題を克服するため単一電波望遠鏡の開発構想も進められており，口径50 mの大型サブミリ波望遠鏡(Large Submillimeter Telescope, LST)が検討されている[50]．LSTには最先端の超電導電波検出器(Microwave Kinetic Inductance Detector, MKID)を導入した分光装置DESHIMA[51]の後継機を搭載する計画であり，実現すれば70–420 GHz帯を一度にカバーし，ALMAと比較すると集光面積0.4×視野5×周波数幅13 = 26倍の効率でサーベイ観測が可能となる．さらに，偏光観測機能も検討しており広範囲の周波数帯域を利用すれば，1度の観測で円盤を巨視的に見た場合のダストサイズを高い精度で制限ができ，その後ALMAなどの高空間分解能を有する望遠鏡を用いた，惑星形成の初期段階であるダストの成長現場の詳細観測へと繋げていくことが可能となる．

ALMAやすばる望遠鏡はこれまでになく原始惑星系円盤の詳細な描像を明らかにし，惑星科学を進歩させたことは疑いの余地もない．惑星形成を追求していく重要性は言うまでもないが，次世代望遠鏡の到来に向けて，アストロバイオロジーとの関連性を考慮した研究も求められる．生物学的観点から観測に適した新たなバイオマーカー(生命の兆候)の研究も重要であり，生物学の専門家との協力も視野に研究を進めていく必要がある．今後は，宇宙生命と関連した惑星形成として，天文学と生物学が融合した惑星科学の発展が期待される．

9. 日本天文学会2017年秋季年会，斎藤俊貴氏の講演発表.

謝 辞

本稿は筆者が博士課程で取り組んだ研究内容を含み，現在進めている研究の礎にもなっています．基礎からご指導して頂いた百瀬宗武氏に心から感謝申し上げます．SEEDSプロジェクトの総責任者である田村元秀氏およびSEEDSプロジェクト関係の皆様からは，すばる望遠鏡の観測に参加させて頂きながら近赤外線観測の基礎を教えて頂きました．その上，貴重なデータを惜しみなく提供してくださり，多くの成果を出すことができました．心からお礼申し上げます．そして，ALMA国際プロジェクトの井口聖氏からは干渉計解析について基礎から指導して頂き，また世界でも有数の規模であるALMA国際プロジェクトで，品質保証システム開発の東アジア代表に抜擢して頂くなど，多くの貴重な経験を積ませて頂いていることに深く感謝申し上げます．塚越崇氏とCrystal L. Brogan氏からも解析手法について実際的な助言や議論をさせて頂きましたことを心からお礼申し上げます．最後に長年，研究面とALMA国際プロジェクト業務の両面でサポートして頂いた林正彦氏に心から感謝申し上げます．本研究は，大学共同利用機関法人自然科学研究機構アストロバイオロジーセンターのプロジェクト

(AB281013)と科学研究費助成事業 学術研究助成基金助成金 基盤研究C(17K05399)の助成を受けています.

参考文献

[1] Strom, K. M. et al., 1989, AJ 97, 1451.
[2] 橋本淳, 2015,遊星人 24, 282.
[3] O´Dell, C. R. and Wen, Z., 1994, ApJ 436, 194.
[4] Mayor, M. and Queloz, D., 1995, Nature 378, 355.
[5] Gillon, M. et al., 2017, Nature, 542, 456.
[6] 葛原昌幸,田村元秀, 2013,遊星人 22, 255.
[7] 武藤恭之, 2016,遊星人 25, 36.
[8] 田崎亮, 2017,遊星人 26, 46.
[9] Ansdell, M. et al., 2016, ApJ 828, 46.
[10] Pérez, L. M. et al., 2017, Science 353, 1519.
[11] Isella, A. et al., 2016, Phys. Rev. Lett. 117, 251101.
[12] Chiang, E. I. and Goldreich, P., 1997, ApJ 490, 368.
[13] Scoville, N. Z. et al., 1986, ApJ 303, 416.
[14] Hughes, A. M. et al., 2011, ApJ 727, 85.
[15] Aikawa, Y., 2007, ApJL 656, L93.
[16] Dartois, E. et al., 2003, Astron. Astrophys. 399, 773.
[17] Lynden-Bell, D., and Pringle, J. E. 1974, MNRAS 168, 603.
[18] Akiyama, E. et al., 2015, Revolution in Astronomy with ALMA: The Third Year, ASP Conference Series 499, 291.
[19] Akiyama, E. et al., 2013, PASJ 65, 123.
[20] ALMA Partnership et al., 2015, ApJL 808, L3.
[21] Andrews, S. M. et al., 2016, ApJL 820, L40.
[22] Debes, J. H. et al., 2013, ApJ 771, 45.
[23] Akiyama, E. et al., 2015, ApJL 802, L17.
[24] Jang-Condell, H. and Turner, N. J., 2012, ApJ 749, 153.
[25] Inoue, A. K. et al., 2008, PASJ 60, 557.
[26] Rapson, V. A. et al., 2015, ApJL 815, L26.
[27] Debes, J. H. et al., 2016, ApJL 819, L1.
[28] Tsukagoshi, T. et al., 2016, ApJL 829, L35.
[29] Nomura, H. et al., 2016, ApJL 819, L7.
[30] Kasting, J. F., 1993, Science 259, 920.
[31] Kley, W. et al., 2001, ApJ 547, 457.
[32] 金川和弘, 2015, 遊星人 24, 332.
[33] Kwon, W. et al., 2011, ApJ 741, 3.
[34] Conway, J. E. et al., 1990, MNRAS 246, 490.
[35] Akiyama, E. et al., 2016, ApJ 818, 158.
[36] Ward, W. R. and Hahn, J. M., 2000, in Protostars and Planets IV, ed. V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russell (Tucson: University of Arizona), 1135.
[37] 井田茂, 2007,系外惑星,東京大学出版会.
[38] Takahashi, S. Z. and Inutsuka, S., 2014, ApJ 794, 55.
[39] Takahashi, S. Z. and Inutsuka, S., 2016, ApJ 152, 184.
[40] Okuzumi, S. et al., 2016, ApJ 821, 82.
[41] Zhang, K. et al., 2015, ApJL 806, L7.
[42] Akiyama, E. et al., 2016, AJ 152, 222.
[43] Dong, R. et al., 2015, ApJL 809, L5.
[44] Finkbeiner, D. P. et al., 1999, ApJ 524, 867.
[45] D´Alessio, P. et al., 2001, ApJ 553, 321.
[46] Brown, J. M. et al., 2008, ApJ 675, L109.
[47] Isella, A. et al., 2013, ApJ 775, 30.
[48] Draine, E. T. 2006, ApJ 636, 1114.
[49] Kataoka, A. et al., 2017, ApJL 844, L5.
[50] Kawabe, R. et al., 2017, arXiv:1707.07407.
[51] Endo, A. et al., 2012, Journal of Low Temperature Physics 167, 341.