

ALMAによる原始惑星系円盤の観測

相川 祐理

〈筑波大学計算科学研究センター 〒305-8577 茨城県つくば市天王台 1-1-1〉
e-mail: aikawa@ccs.tsukuba.ac.jp



原始惑星系円盤は前主系列星を取り囲む半径100 au程度の大きさの円盤であり、惑星系の形成現場である。ALMA望遠鏡は、近傍の星・惑星系形成領域においてダスト連続波で1 au、分子輝線でも10 au程度という高い空間分解能によって、円盤の詳細な観測を可能にした。ここでは、ALMAによって明らかになったダストの成長・沈殿、ダストのリングと非軸対称な濃集、ガス/ダスト比、スノーライン、ガス分子組成について概観する。

1. 惑星形成

星は、分子雲中の高密度コアの重力収縮によって生まれる。このとき角運動量をもつガスが星周円盤を形成する。太陽程度の質量、およびその数倍の質量をもつ前主系列星（主系列星に達する前の段階の星）は、Tタウリ型星、Herbig Ae/Be星と呼ばれる。これら前主系列星の星周円盤は惑星系形成の現場であると考えられ、原始惑星系円盤と呼ばれる。円盤は分子雲と同様、主に水素分子ガスでできており、質量にしてガスの1%ほどのダスト微粒子を含む。標準的な惑星系形成理論によると、惑星系形成は大きく四つの過程に分けられる¹⁾。(1) まずはじめに、ダストが集まってキロメートルサイズの微惑星が形成される。(2) 次に微惑星同士の衝突合体により岩石惑星が形成される。(3) 岩石惑星が地球の数倍以上の質量に達した場合には、円盤ガスが惑星に降着しガス惑星を形成する。(4) やがて円盤ガスは、中心星への降着、中心星からの紫外線やX線による光蒸発、円盤風などによって散逸すると考えられている^{2),3)}。

このような惑星系形成シナリオは大筋では多くの研究者の合意を得ているが、未解決の問題も多

数残されている。まず(1)の段階について古くは、ダスト微粒子が円盤中心面に沈殿してダスト層を形成し、このダスト層が重力不安定により分裂して微惑星ができると考えられていた。しかし、重力不安定になるためには、ダスト層が幾何学的に非常に薄くなるまで沈殿が進む必要がある。ダスト層の表面にはダストとガスの速度差に起因する流体不安定性が生じることなどから⁴⁾、ダスト層の分裂による微惑星形成は、そのままでは難しいと考えられるようになった。代わりに、ダスト同士の衝突合体による成長などさまざまな案が現在検討されている⁵⁾⁻⁷⁾。円盤内でのダストの鉛直方向、半径方向の分布やダストサイズの変化を観測することは、微惑星形成過程の解明につながると思われる。(3)の段階においては、円盤ガスと惑星の相互作用による角運動量輸送が起き、惑星の軌道長半径が変化したり、惑星軌道付近に空隙（ギャップ）ができたりすると理論モデルから予想されている^{8),9)}。空隙が観測できれば、惑星の存在が示唆されるだけでなく、円盤と惑星の相互作用の理解につながる。また(4)のガスの散逸については、ガスをほとんどもたない円盤（デブリ円盤）の中心星の年齢からおよそ 10^7 年程度で起こると考えられている¹⁰⁾。しかし、

ガスは惑星軌道の変化やガス惑星の形成など惑星系形成に大きな影響を与えるため、より多くの円盤でガスとダストの質量を観測的に求め、ガス散逸の時間スケールやメカニズムを明らかにすることが重要である。

本稿ではこれらの問題点に注目し、近年ALMAで行われた原始惑星系円盤観測の成果を概観する。円盤観測はダスト連続波（熱輻射）の観測と分子輝線の観測に大別できる。ダスト連続波の観測では、いくつかの円盤でリングやギャップ、非軸対称なダスト濃集領域が発見された。その成因は盛んに議論されているが、ダストの空間分布がダストサイズによって異なること、さらにダストとガスの空間分布も異なることは明らかである。このような構造がどれくらい普遍的なのかを明らかにするために、現在進行中のCycle 4ではより多くの円盤を高空間分解能で観測するLarge Programが採択された。ガスの観測でもいくつかの円盤、分子輝線でリング構造が見ついている。その多くは、円盤内での温度分布などを反映した分子組成分布に起因すると考えられる。理論モデルも用いた解析により、揮発性物質の凍結境界であるスノーラインやガスの総質量、揮発性元素の存在度を導出しようという研究が行われている。また大型有機分子の検出や同位体の観測も、惑星系の材料となる円盤物質の組成を明らかにするうえで重要な成果である。

2. ダスト連続波：リングとギャップ

ALMAによる円盤の連続波観測で最も有名な天体はHL Tauであろう。図1（上）は長基線のScience Verification観測で得られたHL Tauの積分強度図である¹¹⁾。この観測で注目すべき点は三つある。

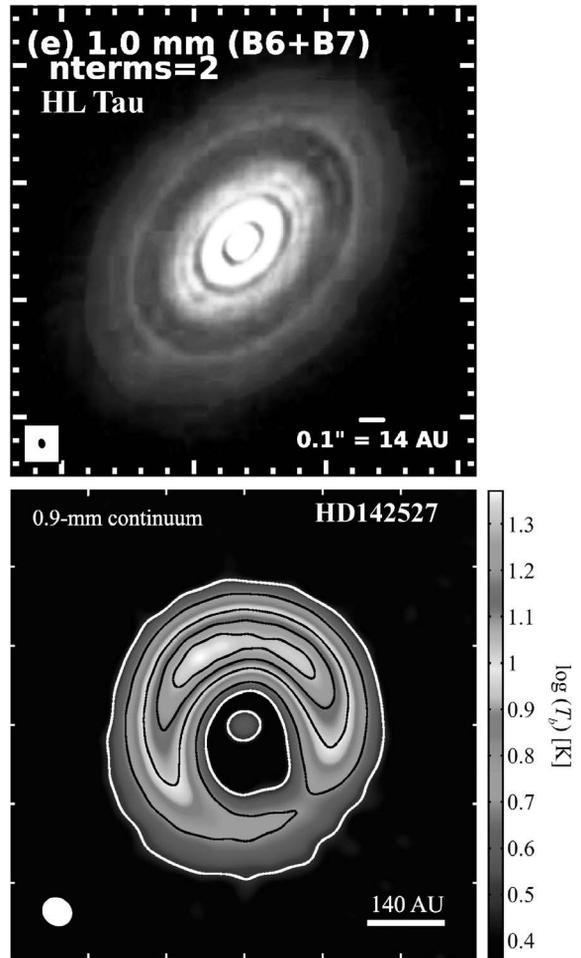


図1 HL Tau¹¹⁾とHD142527¹²⁾のダスト連続波強度図。

まず第一に、半径13から97 auの領域に、幅数auから十数auの多数のギャップが見られる。もしこれらのギャップが惑星によるのであれば、ギャップの幅と深さからそこに存在する惑星の質量が推定できる。理論モデルによると、各ギャップに木星質量の0.2-1.4倍の質量の惑星が存在することになる¹²⁾。

第二に、HL Tauがまだ周囲をガスに囲まれ、

¹¹⁾ ALMA Partnership et al. (2015) "The 2014 ALMA Long Baseline Campaign: First Results from High Angular Resolution Observations toward the HL Tau Region," *ApJ*, 808, 3

¹²⁾ Fukagawa et al. (2013) "Local Enhancement of the Surface Density in the Protoplanetary Ring Surrounding HD 142527," *PASJ*, 65, 14

ジェットやアウトフローをもつ若い天体であることが挙げられる。このような若い円盤にすでに複数の木星質量の惑星が存在するならば、驚くべきことである。しかしギャップが惑星以外の原因で作られる可能性もある。高橋らはこのHL Tauの観測結果が発表される直前に、永年摂動による重力不安定性でリング構造（すなわちギャップも）が形成されることを見いだした^{13), 14)}。円盤の磁気流体シミュレーションでも磁気回転不安定性により縞状構造が形成がされることが示されている¹⁵⁾。Zhangら¹⁶⁾は、スノーライン付近において昇華したガスの拡散と再凝縮によってダストが短時間で成長するというモデル¹⁷⁾に注目し、水やアンモニアのスノーライン付近でダストが成長し、ミリ波を出すダストが減ってギャップになっているという説を提案した。一方、奥住ら¹⁸⁾は、スノーラインのすぐ外側ではダスト（氷）表面の焼結によってダストが壊れやすくなり、ミリ波を放射するダストが溜まることでダスト熱放射のリング状の分布が再現されることを数値計算で示している。これらのうちどれがHL Tauのギャップの要因であるかについては、現在盛んに研究が進められている。例えばPinteらは放射輸送計算によって観測データを再現する円盤モデルを構築している¹⁹⁾。得られた温度分布はZhangらの仮定とは異なる。ガス輝線観測²⁰⁾も鍵となる。ギャップが惑星によって作られたならば、ギャップではダストだけでなくガスも減少しているはずであるが、ダストの成長や破壊が原因であればガスはギャップ構造をもたない。

注目すべき第三点目は、ギャップの幅が長径方向でも短径方向でもほとんど変わらないことである。これはダストが円盤の中心面に沈殿していることを示す。HL Tauの円盤は天球面から47°程傾いているので、もしダストが円盤上空まで舞い上

がっていたら、短径方向のギャップ幅は長径方向の幅よりも狭くなるはずである。ダスト微粒子の放射係数は、ダスト半径と波長の比によって変化し、ダスト半径が波長より小さい場合に比べ、波長と同程度以上の場合のほうが大きくなる。このことを使うと円盤内のダストのサイズを推定できる*1。ALMAで沈殿が確認されたのは、観測波長と同じミリメートルサイズのダストである。HL Tauのように若い円盤ですでにミリメートルサイズのダストが存在し沈殿していることは驚きである。Pinteらの解析では半径100 auでのダストのスケールハイトは2 au以下であり、これほどの沈殿を実現するには乱流粘性係数はかなり小さい($\alpha=3\times 10^{-4}$)と推定される¹⁹⁾。さらに複数の波長での放射強度の比較から各半径でのダストサイズを推定すると、光学的に薄い外側のリングにおいてはミリメートルサイズのダストが相対的に少ないことがわかった。ダストサイズの空間分布が求められるのも高空間分解能観測ならではの成果である。

HL TauはScience Verificationで観測されたが、プロポーザルに基づいて最も多く観測されている円盤はTW Hyaであろう（本特集、塚越氏の記事参照）。Andrewsら²¹⁾はTW Hyaを870 μm で1 auの空間分解能で観測し、幅1-6 auの複数のギャップを見つけた。同心円状の細いギャップはHL Tauのものと似ているように見えるが、HL Tauのギャップよりも細く、リング部分での放射強度のコントラストは小さい。塚越ら²²⁾は、145と233 GHzの2波長での観測からギャップ領域でミリメートルサイズのダストが少ないことを示し、これが惑星によるギャップ形成と整合的であるとした。円盤の中のダストの運動はダストのサイズによって異なる。小さなダストはほぼガスと同じ運動をするが、ミリメートルからセンチ

*1 実際は、観測で得られた放射フラックスの波長依存性から、円盤内のダスト放射係数の波長依存性を推定する。放射フラックスと波長の関係は、ダスト連続波の光学的厚さにも依存するので、注意が必要である。

メートルサイズになるとガス抵抗を受けつつガスとはわずかながら異なる速度をもつ。惑星によってギャップが形成された場合、トルクによる掃き集めによってギャップの縁に周囲よりもガス密度、圧力の高い領域ができる。圧力が最大になる半径よりも外側では、ガスは圧力勾配によって外向きに押されるためケプラー回転よりも僅かに回転が遅くなる。ダストはケプラー回転をしているため向かい風を受けることになり角運動量を失って内側へ移動する。一方、圧力が最大になる半径の内側では、圧力勾配がガスを内向きに押すためガスの回転は僅かに速くなり、ダストは追い風を受けて外側へ移動する。つまり、ミリメートルサイズのダストはガスの圧力が高い領域に集まり、ギャップの中では少なくなると考えられるのである。ギャップが惑星起源である場合、半径22 auにおけるギャップではその幅と深さから、海王星の1.5倍以下の質量の惑星が存在すると推定される。

3. ダスト連続波：遷移円盤

ミリ波でダスト連続波の空間分解観測が行われている円盤のうち、1/3は中心に穴のあいた遷移円盤と呼ばれる円盤である^{*2}。これらの円盤は、Spitzer宇宙望遠鏡による観測で近赤外から中間赤外での放射が弱いことから、この波長の放射を出す円盤の内側領域がない、またはなくなりかけていると考えられた。その後、SMAなどのミリ波干渉計によるダスト連続波観測で、穴の存在が確認された。円盤に穴をあけるメカニズムは三つ考えられる。まず、惑星によるギャップ形成が挙げられる。円盤は 10^6 年程度のタイムスケールで中心星に降着しているので、ギャップができて外側からの質量供給が減少すると、内側領域の質量は減少していく。次に光蒸発が考えられる。円盤ガスは中心星からの紫外線やX線によって加熱さ

れ、ある程度星から離れた領域では、熱エネルギーが重力エネルギーを上回り少しずつ系外へ散逸していく。ギャップの場合と同様に、外側からの質量降着が減少すれば、やがて内側の質量が減る。最後に、ダストの成長も穴の原因となる。観測しているのはダストの熱放射なので、ダストが大きくなって体積あたりの表面積が減少すると放射は弱くなる。

これらのうちのどのメカニズムが効いているのかは、観測で制約していくことが可能である。例えば、ダスト成長が原因であれば、ガスの分布は外側の円盤と連続的になっているはずである。ALMAをはじめとするガス輝線の高空間分解能観測の結果、穴ではガスも減少していることがわかった^{23), 24)}。よってダスト成長は主因ではない。また光蒸発の場合、理論モデルによるといったん穴があくと比較的短時間で穴が広がっていく。これは、円盤のうち1/3が遷移円盤であるという統計に合わない。よって惑星によるギャップ形成で穴ができた可能性が高い。実際、遷移円盤の一つであるHD100546では、伴星または惑星らしき天体が見つまっている²⁵⁾。

HD142527やOph-IRS 48では、思いもよらない構造も見つかった。ガスおよび赤外で観測されるミクロンサイズのダストが穴の外側に広がって分布しているのに対して、ミリ波で観測されるミリメートルサイズのダストはリング状に分布し、かつリングの一部に濃集していたのである^{23), 26)}(図1右)。これは、何らかの原因でガスが非軸対称な圧力分布をもち、高圧領域にミリメートルサイズのダストが集まったためと考えられる。円盤の穴の大きさがガスとダストで異なり、ガスの穴のほうがやや小さいこともこの説を支持する²⁷⁾。さらに、これらの円盤ではガス/ダスト質量比(以下、ガス/ダスト比)が分子雲(ガス/ダスト比=100)に比べて低いこともわかった。Oph-

*2 前章のTW Hyaも3 auほどの穴をもつ遷移円盤である。

IRS 48ではガス／ダスト比は12程度²⁷⁾である。HD142527のガス／ダスト比は、北側では30程度、南側では3程度にもなる^{28), *3}。

ALMAはCycle 2から偏光観測も行っている。星形成領域においてダスト連続波に偏光の生じるメカニズムとしては、磁場の影響と散乱の二つが考えられる。まず磁場がある場合に楕円状のダストを考えると、長軸が磁場に垂直な向きになるダストが多くなる^{29), *4}。よってダスト連続波は磁場と垂直の方向に偏光をもつ。一方、リングやギャップのような構造によって放射が非等方的になると、特に光学的に薄い領域で放射が散乱される際に偏光が生じる。片岡らはALMAでHD142527の偏光観測を行い、放射強度（光学的厚さ）と偏光強度が反相関の傾向を示すこと、ダストリングの内側では偏光が星を中心に放射状の方向であるが、リングの外側ではリングに沿った向きになることを見いだした³⁰⁾。これらの特徴はダストによる散乱でよく説明できる。また、観測で得られた比較的高い偏光度は、ダストの合体成長によりできるであろう不規則形状で低密度なダストの存在を示唆する。

4. 分子輝線：円盤質量

惑星系形成過程の解明には、ダストだけでなくガスの分布と進化も観測的に探ることが必要である。少なくとも初期段階においては、円盤はその母体である分子雲のガス／ダスト比を引き継いでいるので、円盤質量のほとんどはガスが担っている。円盤質量は重力不安定性や惑星形成のメカニズムを決める基本パラメータである。円盤のガス／ダスト比はその後進化とともに変化する。前章で紹介した連続波観測では、ガス／ダスト比が円盤内で空間的に変化している可能性も示唆されている。

では、ガスの総質量や空間分布を探るには、ど

のような分子輝線を観測すればよいのだろうか？円盤内では半径方向、鉛直方向に温度、密度、紫外線強度などが大きく変化し、それに伴ってガスの分子組成や励起状態も変化する（図2）。したがって輝線強度から直接ガス質量を導くことは難しく、円盤モデルを用いて観測結果を再現することで円盤構造を導くという手法がしばしば必要になる。例えば、円盤ガスの主成分は水素分子であるが、水素分子は双極子をもたず、また質量が軽いいため、100 K程度以上の温かい領域でない輝線を出さない。次に候補となるのはHD分子である。BerginらはHerschel宇宙望遠鏡でTW HyaのHD輝線を検出した（下記参照³¹⁾。しかし、HD輝線は地上からの観測が困難であり、観測例はHerschelによる数天体にとどまる。

分子雲同様、円盤でのガス観測によく用いられるのは一酸化炭素（CO）輝線である。¹²COは光学的に厚くなる領域が多いので、円盤質量の推定には¹³COやC¹⁸Oといった同位体を用いることもある。しかし、COは昇華温度（20 K）を下回る領域（数十au以遠の中心面）ではダストに凍結してしまう。実際、RosenfeldらはCO輝線観測のチャンネルマップを用いて、CO輝線が円盤中心面を挟んだ上下二つの層から放射されていることを示した³²⁾。一方、円盤表面では紫外線によってCOが解離される。このとき、存在度の高い同位体が選択的に紫外線から自己遮蔽されることにより、¹²CO/¹³CO/C¹⁸Oの存在比が空間的に変化すると予想される。よってCO同位体の観測から¹²COの量を推定するには注意が必要である。Miotelloらは、円盤表面での光解離による同位体比の変化や中心面での凍結を考慮して、さまざまな円盤モデルでの¹³CO、C¹⁸Oの輝線強度と円盤質量の相関を調べた³³⁾。同じ質量の円盤でも構造の違いによって輝線強度が変わるため、輝線強

*3 ガス質量は多くの場合CO輝線から見積もられているが、4章で詳述するようにこの見積もりには大きな不定性がある。

*4 最近、田崎らは円盤のミリメートルサイズダストは磁場で整列しないことを示した（Tazaki et al. in press）。

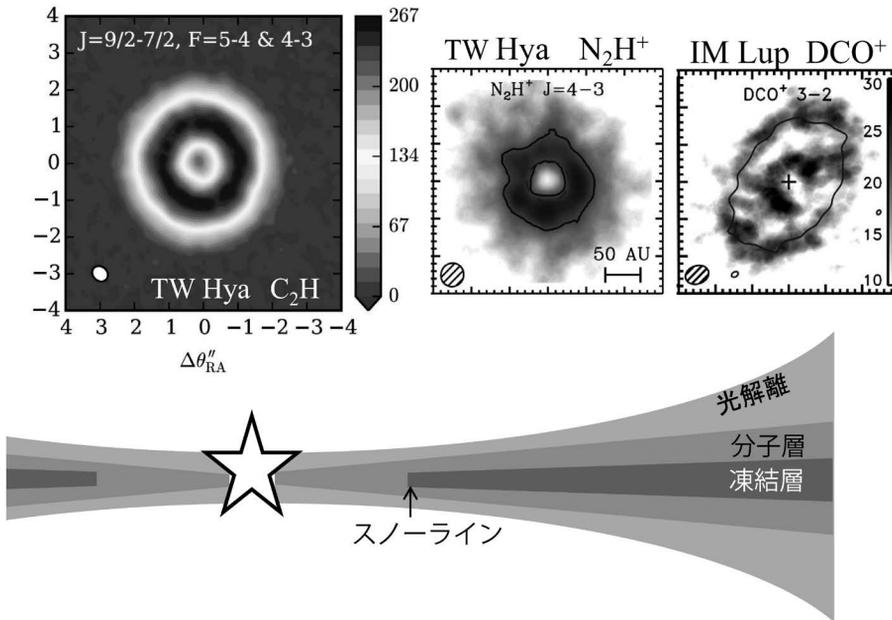


図2 TW Hya, IM Lupで観測されたリング状の輝線強度分布¹³ (上)と円盤の模式図(下)。

度比から一意に円盤質量を決めることはできないが、分子層でのCOの存在度が分子雲と同じ(CO/H₂数密度比=10⁻⁴)であれば、数倍の不定性の範囲内で質量を推定できると結論している。

しかし、円盤分子層においてもCO存在度が低い(CO/H₂数密度比<10⁻⁴)可能性がある。BerginらはHD輝線の観測によってTW Hyaの質量を推定したが、その値はCO観測からの推定よりも1桁以上大きかった³¹。HDは化学的に安定で、HD/H₂の数密度比(=3×10⁻⁵)は円盤のほとんどの領域で一定と考えて良い。観測されたHD輝線は、励起条件から20 K以上の分子層のプロープになると考えられる。CO輝線の弱さは、円盤中心面での凍結や円盤表面での光解離を考慮しても再現できず、分子層でもCOが減っていることを示唆する。さらにAPEX(Atacama Pathfinder Experiment)望遠鏡で検出された中性炭素原子輝線やその他の炭素系分子の観測も合

わせて考えると、どうやら特定の分子ではなく、炭素が円盤表面や分子層の気相で減少しているらしい³⁴。考えられるメカニズムは三つある。まず、炭素の多くが二酸化炭素やメタノールなどCOより揮発性の低い物質に変化してダストに凍結している可能性がある。このような組成変化は理論モデルでは従来から知られていた^{35), 36)}。また、円盤内でダストが沈殿する際、氷マントルに取り込まれた揮発性物質が低温な中心面に集められ気相に戻れなくなることも考えられる。さらに円盤内の乱流によって分子層のガスが中心面にもち込まれると、中心面の低温ダストに分子が凍結してしまう。つまり中心面のダストが分子を気相から取り除くフィルターのような働きをする可能性がある。

これらのメカニズムは、炭素だけでなく水の分布にも影響を与える。水は酸素を含む主要な分子であり、かつCOなどの炭素系分子に比べて揮発

¹³ Qi et al. (2013) "Imaging of the CO Snow Line in a Solar Nebula Analog," *Science*, 341, 6146
 Bergin et al. (2016), "Hydrocarbon Emission Rings in Protoplanetary Disks Induced by Dust Evolution," *ApJ*, 831, 101
 Öberg et al. (2015), "Double DCO+ Rings Reveal CO Ice Desorption in the Outer Disk Around IM Lup," *ApJ*, 810, 112

性が低い。そこでBerginらは、水氷をまとったダストの沈殿によって円盤の分子層で酸素/炭素の元素比が下がると考えた。酸素/炭素比が下がり、かつダスト沈殿によって紫外線が円盤内に入りやすくなると、炭素鎖分子が増加する。よって、 C_2H などの炭素鎖分子の輝線は、ダストの沈殿や酸素/炭素比の空間的な変化の指標になるかもしれない³⁷⁾(図2上左)。

5. 分子輝線：スノーライン

惑星は固体の集積で形成される。揮発性物質が氷になることは、惑星の材料となる固体の量を増やすだけでなく、固体の元素組成にも影響を及ぼす。よって、円盤中心面において水や一酸化炭素など主要揮発性物質が凍る半径は、スノーラインと名づけられ重要な観測ターゲットとなっている。水の昇華温度は約150 Kで、T Tauri型星でのスノーラインは中心星から数auに位置すると推定されている。この半径を輝線観測で空間分解するのは、ALMAをもってしても難しい。そこでCiezaら³⁸⁾は、一時的な質量降着率の増加により円盤の温度が上がっていると考えられるV883 Oriに注目した^{*5}。この天体は分子雲に埋もれており、原始惑星系円盤よりも若い段階と考えられ、光度は太陽光度の400倍に達する。よって水のスノーラインの半径はT Tauri型星の場合よりも大きいことが期待できる。Ciezaらは水分子ではなく、ダスト連続波の波長依存性を測り、ダストサイズの空間分布を導出した。氷の主成分である水が昇華すると、合体成長したダストが再度ばらばらになると予想されることから、連続波の波長依存性が急激に変化する半径42 auを水のスノーラインであるとした。今後、分子輝線観測による検証が期待される。

一酸化炭素は昇華温度が20 Kなので、COスノーラインは中心星から10~数十auに位置する

と考えられる。しかし、CO輝線でスノーラインを捉えるのは一筋縄ではいかない。スノーラインより外側であっても円盤上層部(分子層と円盤表面)は温かいので、COがガスになっており、輝線放射にかなり寄与するのである。少なくとも光学的に厚くなりにくい同位体($C^{18}O$, $C^{17}O$ など)の輝線を用いる必要がある。代わりにCOの凍結によって存在度が大きく変わる分子の輝線を使うことも考えられる。QiらはTW Hyaにおいて N_2H^+ 輝線のリング状の分布を得た⁴⁰⁾(図2上中央)。 N_2 はCOよりもプロトン親和力が低いので、COが凍結する領域で存在度が増え、COが昇華するとプロトンをはぎ取られて N_2 に戻る($N_2H^++CO\rightarrow N_2+HCO^+$)と考えられる。実際、低温な分子雲コアの中心では、CO輝線が弱く、 N_2H^+ 輝線が強くなることが知られている⁴¹⁾。そこでQiらは、 N_2H^+ リングの内縁をCOスノーラインであると推定した。一方、最近の観測では、 N_2H^+ が中心面ではなく円盤表面に近い層に存在する可能性も示唆されている⁴²⁾。

Mathewsら⁴³⁾はHerbig Ae星のHD163296において DCO^+ 輝線のリング状の強度分布を得た。 DCO^+ は $CO+H_2D^+\rightarrow DCO^++H_2$ の反応で生成される。 DCO^+ の生成にはCOが必要である一方、 H_2D^+ は、30 K程度以上では H_2 との反応によって壊され、低温領域、特にCOが凍結する領域で豊富に存在することが知られている。よってMathewsらは、 DCO^+ はCOが凍結し始める領域、すなわちCOスノーラインの指標になると考えた。しかしQiら⁴⁴⁾による観測データの再解析では、 DCO^+ リングの内縁がMathewsらの解析よりもずっと小さいことが指摘された。また理論モデルでも DCO^+ は上記以外の反応によって20 K以上でも生成される可能性が示されている⁴⁵⁾。よって、どの分子輝線がCOスノーラインの指標となるのかは、まだはっきりしていない。

*5 このような天体をFU Ori型星といい、候補天体も含めると20天体程度見つかった³⁹⁾。

T Tauri型星のIM Lupでは DCO^+ の輝線強度分布が二重リングを示す⁴⁶⁾(図2上右). 内側のリング領域では C^{18}O の強度も強くなっており, COスノーラインに関係があるかもしれない. 外側のリングは, ダスト連続波の外縁境界(図2右端実線)に一致している. 円盤外縁から入射する星間紫外線によって, 一部のCOが光脱離で気相に戻っていることを示すのかもしれない.

6. 分子輝線: 大型有機分子

分子雲ではさまざまな分子が検出されているが, このうち6原子分子以上の有機分子を大型有機分子と呼ぶ. 太陽程度の質量の原始星の周囲では, メタノール(CH_3OH)やギ酸メチル, ジメチルエーテルなどの大型有機分子が検出されている. 原始星周囲のガスはやがて円盤に取り込まれるので⁴⁷⁾, 円盤内にもこれら大型有機分子が存在する可能性がある. また円盤のスノーライン以遠では低温のためさまざまな分子がダスト表面に凍結しており, 大型有機分子はそこでのダスト表面反応でも生成されるであろう. これらの有機分子は微惑星に取り込まれて, やがて惑星の材料の一部になるかもしれない. 実際, 太陽系始原物質である彗星では, さまざまな有機分子が検出されている⁴⁸⁾. よって, 大型有機分子は円盤観測において重要なターゲットである. しかし, ほとんどの大型有機分子はダスト表面に凍結していると予想され, 気相中の大型有機分子の検出には高感度な観測が必要である.

現在までに2種の大型有機分子が検出されている. ÖbergらはHerbig Ae星であるMWC 480において CH_3CN を検出した⁴⁹⁾. 同時に検出された HC_3N , HCN との比をとり, その比が彗星に似ていることを見いだした. ここで, 観測されたのはガスであり, 観測で得られた分子の存在比が固体中での存在比に等しいとは限らないことに注意する必要がある, しかし理論モデルによると, 気相反応のみを仮定したモデルでは観測された

CH_3CN の存在量は説明できず, 固相から昇華した分子の寄与が示唆される. 一方, WalshらはTW Hyaでメタノールを検出した⁵⁰⁾. 理論モデルによるとメタノールは気相ではほとんど生成されないので, ダスト表面反応によって生成されたメタノールが紫外線などによって僅かに非熱的に気相に脱離したものが観測されたと考えられる. メタノールはさまざまな大型有機分子の種になる分子であるから, その検出は重要である. 大型有機分子が大量に含まれるであろう円盤中心面の氷を直接観測することは困難であるから, このように昇華した成分を観測し, モデルを用いて昇華率や気相での生成・破壊過程を考慮して固相の存在量を推定するしかない.

7. おわりに

原始惑星系円盤は空間的な広がり小さく低温で, ALMAの高感度, 高空間分解能が真価を発揮する天体である. 連続波観測で見つかったリング, ギャップ, 非対称構造は, ダストから微惑星への進化, 惑星形成のタイムスケールに重要な示唆を与えるものであり, これを説明しようという理論モデルの論文もこの数年で数多く出版されている. 今後Large Programなどで, このような構造がどれくらい普遍的に存在するのか統計的な観測が期待される. 一方, ALMAでは分子輝線についてもリングなどの空間分布が観測できるようになった. 分子輝線は光学的に厚くなりがちであることや, 円盤の厚さ方向の構造が組成や励起状態に効いてくることから, その解釈はダスト連続波よりも難しい. しかし, TW Hyaなどの一部の有名天体については, 複数の輝線やダスト連続波を組み合わせることで, 厚さ方向も含む詳細な円盤モデルが構築, 更新されている. 今後はこれら有名天体について, モデルの予測に基づいてより多くの輝線で高空間分解能が追究されるだけでなく, 統計的な議論も進んでいくことが期待される. このレビューでは, 紙面の関係で一部の観測

についてしか紹介できなかった。原始惑星系円盤の観測に興味をもたれた読者は、是非いろいろな論文を検索して読んでみてほしい。

参考文献

- 1) Hayashi C., Nakazawa K., Nakagawa Y., 1985, *Protostars and Planets II*, 1100
- 2) Shu F., et al., 1993, *Icarus* 106, 92
- 3) Suzuki T., Inutsuka S., 2009, *ApJ* 691, 49
- 4) Sekiya M., Ishitsu N., 2000, *EP&S* 52, 517
- 5) 奥住聡, 2016, *天文月報* 109, 833
- 6) Kataoka A., et al., 2013, *A&A* 557, L4
- 7) Johansen A., et al., 2014, *Protostars and Planets VI*, 547
- 8) Baruteau C., et al., 2014, *Protostars and Planets VI*, 667
- 9) Kanagawa K., et al., 2015, *ApJ* 806, 15
- 10) White J. A., et al., 2016, *ApJ* 829, id. 6
- 11) ALMA Partnership, et al., 2015, *ApJL* 808, id. L3
- 12) Kanagawa K., et al., 2016, *PASJ* 68, id. 43
- 13) Takahashi S. Z., Inutsuka S., 2014, *ApJ* 794, id. 55
- 14) Takahashi S. Z., Inutsuka S., 2016, *AJ* 152, id. 184
- 15) Bai X.-N., Stone J. M., 2014, *ApJ* 796, 31
- 16) Zhang K., et al., 2015, *ApJL* 805, L7
- 17) Ros K., Johansen A., 2013, *A&A* 552, 137
- 18) Okuzumi S., et al., 2016, *ApJ* 821, id. 82
- 19) Pinte C., et al., 2016, *ApJ* 816, id. 25
- 20) Yen H.-W., et al., 2016, *ApJL* 820, L25
- 21) Andrews S. M., et al., 2016, *ApJL* 820, L40
- 22) Tsukagoshi T., et al., 2016, *ApJL* 829, L35
- 23) van der Marel N., et al., 2013, *Science* 340, 1199
- 24) Bruderer S., et al., 2014, *A&A* 562, A26
- 25) Quanz S. P., et al., 2015, *ApJ* 807, 64
- 26) Fukagawa M., et al., 2013, *PASJ* 65, 14
- 27) van der Marel N., et al., 2016, *A&A* 585, A58
- 28) Muto T., et al., 2015, *PASJ* 67, 122
- 29) Andersson B.-G., et al., 2015, *ARAA* 53, 501
- 30) Kataoka A., et al., 2016, *ApJL* 831, L12
- 31) Bergin E. A., et al., 2013, *Nature* 493, 644
- 32) Rosenfeld K. A., et al., 2013, *ApJ* 774, 16
- 33) Miotello A., et al., 2016, *A&A* 594, 85
- 34) Kama M., et al., 2016, *A&A* 592, 83
- 35) Aikawa Y., et al., 1997, *ApJL* 486, L51
- 36) Furuya K., Aikawa Y., 2014, *ApJ* 790, 97
- 37) Bergin E. A., et al., 2016, *ApJ* 831, 101
- 38) Cieza L. A., et al., 2016, *Nature* 535, 258
- 39) Audard M., et al., 2014, *Protostars and Planets VI*, 387
- 40) Qi C., et al., 2013, *Science* 341, 630
- 41) di Francesco J., et al., 2007, *Protostars and Planets V*, 17
- 42) Nomura H., et al., 2016, *ApJL* 819, L7
- 43) Mathews G. S., et al., 2013, *A&A* 557, 132
- 44) Qi, C., et al., 2015, *ApJ* 813, 128
- 45) Favre C., et al., 2015, *ApJL* 802, L23
- 46) Öberg K. I., et al., 2015, *ApJ* 810, 112
- 47) Oya Y., et al., 2016, *ApJ* 824, 88
- 48) Altwegg K., et al., 2016, *Sci. Adv.* 2, e1600285
- 49) Öberg K. I., et al., 2015, *Nature* 520, 198
- 50) Walsh C., et al., 2016, *ApJL* 832, L10

ALMA Observations of Protoplanetary Disks

Yuri AIKAWA

Center for Computational Sciences, University of Tsukuba, 1-1-1 Tennodai, Tsukuba, Ibaraki 305-8577, Japan

Abstract: A protoplanetary disk, a 100-au sized disk around a pre-main-sequence star, is the formation site of planetary system. In the nearby star-forming regions, ALMA has a spatial resolution of about 1 au in dust continuum and 10 au in molecular lines. With this high spatial resolution and high sensitivities, ALMA revealed detailed structure and evolution of protoplanetary disks; e.g. growth and sedimentation of dust grains, rings and gaps, non-axisymmetric dust enriched regions, gas/dust ratios, snow lines, and molecular composition of disk gas.