

原始惑星系円盤の物理・化学構造モデル

野村 英子

〈京都大学大学院理学研究科宇宙物理学教室 〒606-8502 京都市左京区北白川追分町〉

e-mail: nomura@kusastro.kyoto-u.ac.jp



若い星に付随する原始惑星系円盤は、惑星形成の場であると考えられている。近年の赤外線・電波観測技術の向上により、この原始惑星系円盤からのダスト放射や分子遷移線の詳細観測が可能になってきた。本稿では、これに伴い進展した、円盤物理・化学構造モデルに関する研究、および分子輝線による円盤構造の観測的検証法に関する研究を紹介する。

1. 系外惑星の発見と原始惑星系円盤の観測

—惑星形成論へのアプローチ—

近年の天文学上の大発見の一つに、太陽系外惑星の発見がある。1990年代にドップラー偏移法による探査法が確立して以来、2008年9月現在までに300個以上の系外惑星が発見され、今なお新たに惑星が発見され続けている*1。発見当初は特に、質量や公転軌道が太陽系内惑星とは大きく異なる惑星が数多く発見され、そのような惑星を形成するためのさまざまな理論が提案された。

ここで星・惑星系は、分子雲中の高密度領域（分子雲コア）の重力収縮により形成されると考えられている。分子雲コアが角運動量を保存しつつ収縮すると、太陽系質量程度の原始星の周囲に半径100 AU程度の回転平衡円盤を形成する。惑星系形成標準シナリオによると、このような円盤内でダスト粒子は合体成長および赤道面へ沈殿し、やがて微惑星を形成する。さらに微惑星の合体成長、原始惑星のガス捕獲、中心星へのガス降着や光蒸発による円盤ガスの散逸などの過程を経て、最終的にわれわれの太陽系のような惑星系が

形成される。

このシナリオの第一段階に相当すると考えられる原始惑星系円盤からのダスト放射やガス分子・原子の遷移線が、数多くの若い星の周りに観測されている。太陽系内惑星や系外惑星は、かつてこのような円盤内で形成されたと考えられるため、観測される円盤の詳細構造を理解することにより、惑星形成過程の解明にアプローチできる。

さて、近年のスピッツァー赤外線宇宙望遠鏡による高感度観測や、すばる望遠鏡をはじめとする地上望遠鏡による高空間・高波長分解能観測は、原始惑星系円盤の統計的観測や、円盤内のダスト構成要素の振動モードやガス分子の振動回転遷移線の詳細観測を可能にした。一方で電波領域では、干渉計を用いた高空間分解能観測が発展してきており、円盤からさまざまな分子輝線が観測されている。これらの観測により、円盤の詳細な物理・化学構造が明らかになってきた。たとえばダストの振動モードの分光観測からは、円盤内ダストの組成やサイズに関する情報が得られる。また分子遷移線は、ガスの組成や温度、円盤の回転などのガスの運動に関する情報をもたらす。さらに、分子の励起機構や化学的性質を利用すること

*1 The Extrasolar Planets Encyclopedia (<http://exoplanet.eu>).

で、円盤内ダスト・ガスのより詳しい情報を探ることが可能となる。

系外惑星の発見に伴い惑星形成に関する理論的研究が活性化され、一方で、高性能望遠鏡により原始惑星系円盤の詳細観測が可能になった結果、円盤のモデル計算と観測データの比較による、惑星形成論への天文学的アプローチが近年盛んに行われるようになった。本稿では特に、原始惑星系円盤モデルに関する研究、および円盤からの分子輝線と円盤構造に関係する研究について紹介する。

2. 原始惑星系円盤モデルの進展

観測結果から詳細な物理・化学構造を導くためには、モデル計算との比較が必要となる。原始惑星系円盤の温度・密度構造モデルに関する研究は、円盤が観測される以前から行われていたが¹⁾、円盤の観測が可能になると、観測値を再現する円盤モデルの研究が発展した。まずは、1980年代にIRAS(赤外線天文衛星)により初めて原始惑星系円盤からのダスト放射が統計的に観測された際に、多くの研究がなされた²⁾。近年では、1995年に打ち上げられたISO(赤外線宇宙天文台)により観測された、10 μm 波長帯のシリケートの放射を説明するための円盤モデルが提案され、その後、輻射輸送計算を駆使した円盤ダスト温度構造に関する研究が大きく進展した³⁾⁻⁶⁾。

またISOにより、原始惑星系円盤からのガス分子輝線の間・遠赤外線での観測も試みられた。その後も、地上望遠鏡やスピッツァー宇宙望遠鏡により、主に近赤外線から中間赤外線にわたる波長帯で、さまざまな分子輝線の観測が次々に行われている。これ以前の円盤からの分子輝線の観測は、主にミリ波・サブミリ波の波長帯で行われていた。これらの波長帯には数多くの分子輝線が存在するが、空間分解能に乏しいため、円盤半径約50 AU以遠に存在する、ほぼ一様等温の低温ガスしかトレースできなかった。一方で、赤外線で観

測できる分子輝線は、中心星に近い領域で放射される熱い(>1,000 K)あるいは暖かい(~100 K)ガスから放射されており、これらの観測を解釈するために、円盤ガス温度構造に関する研究が促進された⁷⁾⁻¹⁰⁾。円盤上層部のガス温度は、円盤ガス散逸機構の候補の一つである光蒸発流を制御するため、惑星形成過程を解明するうえでも、重要な物理量である。

以下に、近年の観測とモデル計算の比較により明らかにされた、円盤内ダスト・ガスの温度構造について簡単に触れておく。

2.1 ダスト温度構造

円盤内ダストの主な加熱源は、中心星からの放射である。この放射を吸収して加熱されたダスト粒子が熱放射し、さらに周りのダストを暖める。よってダスト温度は、中心星からの照射を直接浴びる円盤上層部では高温、主にダスト再放射により暖められる赤道面付近では低温に保たれる。10 m波長帯のシリケートが吸収ではなく、放射として円盤から観測されるのは、このようなダスト温度分布を反映したためと考えられる³⁾。

2.2 ガス温度構造

ガス温度もまた、中心星からの照射に大きく影響される。Tタウリ型星などの若い星は、主系列星に比べ、強い紫外線・X線を放射していることが観測的に知られている。紫外線光子はダスト上で光電効果を起こす。またX線は水素その他の原子を電離する。これらの過程で放出された高エネルギー電子が原子・分子に衝突し、ガスを加熱する。円盤上層部のガス温度は、この加熱と、水素や酸素原子、炭素イオンなどの輝線による放射冷却との釣り合いにより制御される。

低密度の円盤上層部においては、大質量星の周りで観測される光電離領域と同様、ガス・ダスト間の衝突によるエネルギー交換が非効率的で、ガス温度はダスト温度と比べ非常に高温に保たれる。近赤外線などで観測される熱い分子輝線は、このような中心星からの強い紫外線・X線によ

り加熱された、円盤上層部の高温領域から放射されていると考えられる^{10), 11)}。一方、ガス・ダスト密度が十分大きい円盤赤道面付近においては、エネルギー交換が効果的に働き、ガス温度はダスト温度と均一化する。

ところで、円盤鉛直方向のガス密度分布は、主に静水圧平衡、すなわち、中心星からの重力の鉛直成分とガス圧力勾配力間の釣り合いにより制御されると考えられる。したがって、ガス温度分布はガス密度分布に影響を及ぼす。一方で、ガス密度もまた、種々のガス加熱・冷却過程を通じ、ガス温度に影響を及ぼす。よって、円盤モデルを構築する際には、両者の包括的な取り扱いが重要となる。

3. 円盤中のダスト成長・沈殿過程

円盤内ダスト粒子の合体成長、赤道面への沈殿は、微惑星形成につながる重要な過程である。このような過程は、沈殿するダスト粒子の合体成長方程式を用いて記述することができると考えられる。ダスト粒子の合体成長方程式を数値的に計算し、円盤内ダストのサイズ分布・空間分布を求める手法は、1980年代から行われ始めた¹²⁾⁻¹⁴⁾。このような研究は、主に太陽系内惑星の形成過程を理論的に解釈する目的で発展してきた。一方で近年

は、円盤詳細観測の発展と、また、コンピュータの計算速度の向上に伴い、得られたダスト分布を用いて円盤モデルを構築し、観測量をモデル計算する研究も行われるようになった^{15), 16)}。このような手法を用いて、円盤内ダスト進化が円盤温度構造、さらに観測量へ及ぼす影響を理解することにより、観測から円盤内ダスト分布に関する情報を導くことができるようになる。ひいては、惑星形成過程に対する示唆も得られるようになるだろう。

ここではまず、円盤内ダスト進化がガス温度構造に及ぼす影響について簡単に述べる。ダストが合体成長し赤道面へ沈殿すると、円盤内の小さなダストの量は減少する。その結果、中心星からの照射がダストに吸収される割合が減り、より赤道面に近い領域までダストとガスが温められるようになる。さらに、ガス・ダスト間の衝突率も減少するため、特に円盤外縁部では、より赤道面に近い領域まで「ガス温度 > ダスト温度」の状態が保たれる。一方で、ガスの主な加熱源の一つであるダスト上の光電加熱率は減少するため、円盤上層部のガス温度は減少する^{11), 17)} (図1参照)。

では円盤内の小さいダストの量は、具体的にはどのような物理過程に制御されるのだろうか。大雑把には、円盤上層部においては周囲の分子雲か

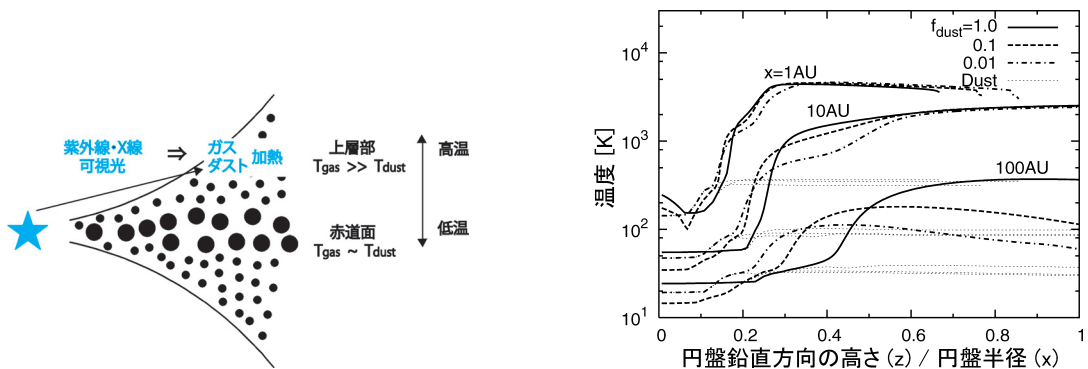


図1 円盤内ガス・ダストの温度は、中心星からのX線/紫外線・可視光照射により制御される。右図は、モデル計算により得られた、円盤半径1, 10, 100 AUにおけるガス・ダスト温度分布。円盤内の小さなダスト量 f_{dust} の減少に伴い、円盤上層部の温度は減少する。

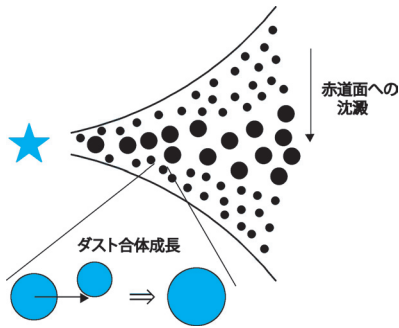
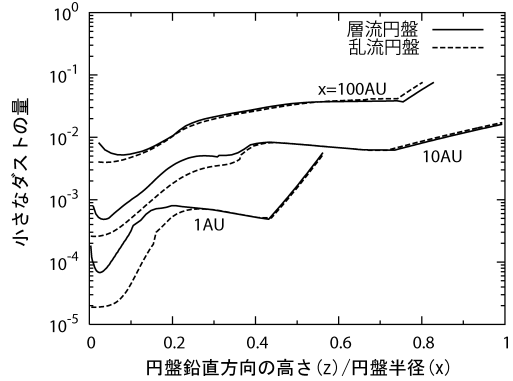


図2 ダストは円盤内において合体成長し、赤道面へ沈殿する。これに伴い、円盤内の小さなダストの量は減少する。右図は数値計算により得られた、円盤半径 1, 10, 100 AU における小さなダスト量 f_{dust} の分布（実線は層流円盤、破線は乱流円盤の場合）。



ら円盤へのダストの流入量が、円盤中層から赤道面付近にかけては、それに加えてダストの合体成長が、円盤内ダストの空間分布・サイズ分布に影響を及ぼすと考えられる。

実際に数値計算を行って得られた、円盤内の小さなダストの量 f_{dust} （分子雲コア内のダストの場合、 $f_{\text{dust}}=1.0$ に相当するとした）の分布の計算結果を図2に示す¹¹⁾。円盤内のダスト分布は、おおまかに三つの領域に分類できる。円盤内において鉛直方向のダスト速度は、中心星からの重力の鉛直成分と、ガスから受ける摩擦力により制御されるが、(i) 摩擦力が効かないほど密度の薄い円盤上層部 ($z > z_{\text{fric}}$; 図2の半径 1 AU では $z_{\text{fric}}/x \sim 0.5$) においては、ダスト粒子はほぼ自由落下速度で分子雲から円盤へと流入する。この領域におけるダスト密度は、分子雲のダスト密度と同じに保たれる ($f_{\text{dust}} \propto 1/\rho_{\text{gas}}$)。 (ii) より密度が濃く、速度が摩擦力により制御される領域 ($z < z_{\text{fric}}$) では、 f_{dust} はゆるやかに上昇する ($f_{\text{dust}} \propto 1/z$)。 (i) (ii) の領域においてダスト粒子は、衝突合体の時間尺度よりも短い時間尺度で赤道面へと沈殿しており、分子雲内と同様のサイズ分布を保つ。 (iii) より赤道面に近い領域 ($z < z_{\text{coag}}$; 図2の半径 1 AU では $z_{\text{coag}}/x \sim 0.2$) では、沈殿よりも衝突合体の時

間尺度が短くなり、ダストは合体成長しつつ赤道面へと沈殿する。合体により小さいダストは減少するため、より合体が進んだ赤道面付近ほど f_{dust} は小さくなる。円盤赤道面では、沈殿の効果によりダスト密度は増加し、乱流拡散がない場合（層流円盤の場合）には、それに伴い f_{dust} も増加する。乱流拡散がある場合には、 f_{dust} は赤道面付近で均一化される。

4. 水素分子輝線とダスト進化

この章では、円盤内ダスト進化が観測量へ及ぼす影響の一例として、水素分子輝線への影響に関する研究を紹介する。

水素分子は、近赤外線観測で原始惑星系円盤から輝線が検出されている分子の一つである。水素分子は双極子モーメントをもたない等核分子であり、一般に輝線強度が弱いため、観測は比較的難しい。一方で、その化学的特徴は最もよく調べられており、また星間ガスの主成分で、その存在量はほぼ一様であるため、モデル計算を行う際には、用いる仮定が最も少なくて済む。

星間ガス中の水素分子の励起機構としては、次の4種類の機構が考えられている：(i) 分子・原子・電子との衝突による熱励起、(ii) 紫外線の吸

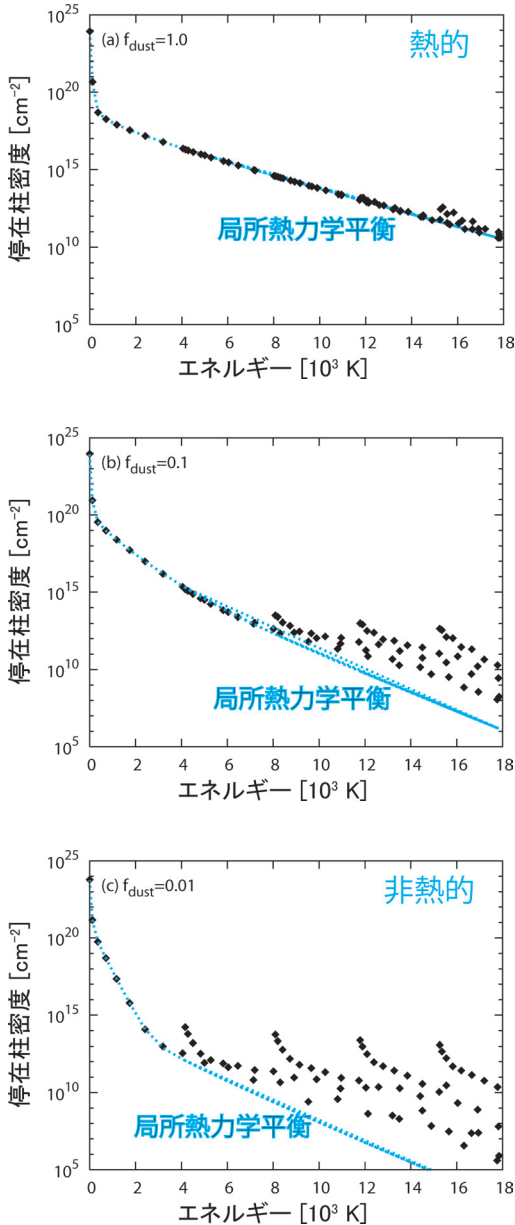


図3 円盤半径 30 AU における水素分子の滞在密度分布 (黒点). 青線は局所熱力学平衡にある場合の分布. 中心星からの紫外線照射が強ければ, 円盤内の水素分子の滞在密度分布は主に紫外線励起と衝突熱励起により制御される. 円盤内ダスト進化により小さなダスト量 f_{dust} が減り, ガス温度が下がると, 紫外線励起の影響が相対的に強くなる. その結果, 水素分子は局所熱力学平衡の状態からはずれる.

収による非熱的励起, (iii) X線による電離に起因する非熱的励起, (iv) ダスト上で水素分子が形成される際の非熱的励起. 前述のように, 中心星からの強い紫外線・X線に照射され, 高温に加熱された原始惑星系円盤内では, (i)–(iii) の機構のいずれかが主な励起機構であると考えられる.

水素分子輝線はこれまでにさまざまな天体から観測されており, その放射領域がもつ物理的特徴は, 大きく分けて2種類に分類できる. 一つは, 大質量星に照射された反射星雲などの強い紫外線の影響下にある領域, もう一つは, 若い星に付随するジェット中の衝撃波面などの高温領域である. 前者における水素分子の主な励起機構は紫外線励起, 後者は衝突熱励起であると考えられる. 実際, 近赤外線領域の複数の水素分子輝線の観測値を用いて水素分子の滞在密度分布を導くと, 前者の領域では非熱的分布, 後者は熱的分布をしていることがわかった¹⁸⁾.

さて, すばる望遠鏡をはじめとする地上望遠鏡による近年の高分散・高空間分解能観測は, 若い星に付随する, 輝線幅が狭く, 赤方・青方偏移のない, ‘静的な’ 水素分子輝線の検出に成功した^{19), 20)}. これらの輝線は星のごく近傍で放射されており, 中心星からの強い紫外線・X線に照射された, 原始惑星系円盤起源であると考えられている.

ここで, 原始惑星系円盤内の水素分子の励起機構としては, 前述のように, 衝突熱励起, 紫外線/X線励起が考えられる. 円盤内ガスが十分に高温であれば衝突熱励起が, 低温でかつ中心星からの紫外線/X線が十分に強ければ, 紫外線/X線励起が主な励起源になると予想される. ところで前章で述べたように, 円盤内でダストが進化すると小さいダストの量が減少し, 円盤ガスの主な加熱源の一つである, 紫外線に起因するダスト上の光電加熱率が減少する. よってガス温度が低下し, これに伴い, 水素分子の励起機構は熱的分布から非熱的分布へと移行すると予想される.

前述のように、近赤外線観測により複数の水素分子輝線を検出できれば、水素分子の滞在密度分布が熱的か非熱的かを区別することが可能である。すなわち、水素分子輝線を用いて、円盤内ダスト進化を観測的に検証することができるかもしれない。

実際、2, 3章で述べた円盤構造のモデル計算と水素分子の滞在密度計算を合わせて行ったところ、円盤内ダスト進化を考慮しないモデルでは、紫外線による加熱でガス温度は十分高温になり、円盤内の水素分子の滞在密度分布は熱的になった。一方ダスト進化を考慮した場合には、ガス温度は下がり、滞在密度分布は非熱的となった（図3参照）。さらに、計算結果を用いて輝線の輻射輸送計算を行った結果、水素分子の輝線強度比と円盤内ダスト/ガス比との間に相関関係が確認された¹¹⁾。今後は実際の観測値と比較することにより、円盤内ダスト進化の検証を行う予定である。

5. 円盤内縁部の化学構造

5.1 円盤からの分子輝線観測と外縁部の化学構造

1章でも触れたように、ミリ波・サブミリ波の波長帯には、数多くの分子遷移線が存在する。電波観測の発展に伴い、星形成領域や漸近巨星分枝星（AGB星）・惑星状星雲などの進化終焉段階の星を取り巻くエンベロープ、彗星や系外銀河など、さまざまな天体からさまざまな分子輝線が観測され、今も新たな分子種が発見されている。また、観測感度や空間分解能の向上に伴い、原始惑星系円盤からもさまざまな分子輝線が観測可能となった。これらの分子輝線の観測結果より、円盤の詳細な物理構造に関する情報を得ることができる。

たとえば、これまでの分子輝線観測の結果とモデル計算の比較より、円盤外縁部は鉛直方向に大まかに三つの領域に分類できることが示された^{21), 22)}。まず、(i) 円盤中に存在するCOその他の

分子種の存在量は、分子雲コアに比べ小さい。これは、低温・高密度の円盤赤道面で、分子雲コア中心部のように、水素分子などの限られた分子種を除く多くの気相分子がダスト表面に凍結していることを示唆する。(ii) 円盤から観測される分子種は、分子雲コアのものと似ている。これは、円盤中層部ではダスト温度が高く (>20 K)、COなどの分子は凍結せず、分子雲コアと同様の物理状態にあることを示す。(iii) 分子雲コアに比べ、円盤にはラジカル分子が多い。これは、中心星からの強い紫外線照射を受ける円盤上層部で、多くの分子が光解離していることを反映している。実際これらの結果は、2章で述べた円盤物理構造モデルとよく合致する。

ところで、既存の電波望遠鏡では円盤内縁部の構造を空間分解するのは困難であったが、近い将来運行開始予定のALMA（アタカマ大型ミリ波・サブミリ波干渉計）による高空間分解能・高感度観測は、円盤内縁部からの分子輝線の検出を可能にすると期待できる。また、最近のスピッツァー宇宙望遠鏡による中間赤外線の分光観測の解析により、原始惑星系円盤内の半径数AU以内の領域から、水分子や有機分子の輝線が検出された。

円盤内縁部は加熱源である中心星に近いため、ダスト温度は赤道面でも高温 (>100 K) で、ダスト表面の固相分子はすべて気相へと蒸発する²³⁾。このような領域は、星が形成された直後の分子雲コア（星形成コア）と似たような化学構造をもつと予想される。

5.2 星形成コアの化学

ここで、星形成コアの化学について簡単に触れておく。1980年代後半より、いくつかの大質量星形成コア（ホット・コア）のライン・サーベイが行われ、それらのコアには、ある特徴的な分子種が豊富に存在することが明らかになった^{24), 25)}。その分子は(a)ある原子/分子が完全に飽和するまで水素が付加してできたもの、(b) (a)の分子が

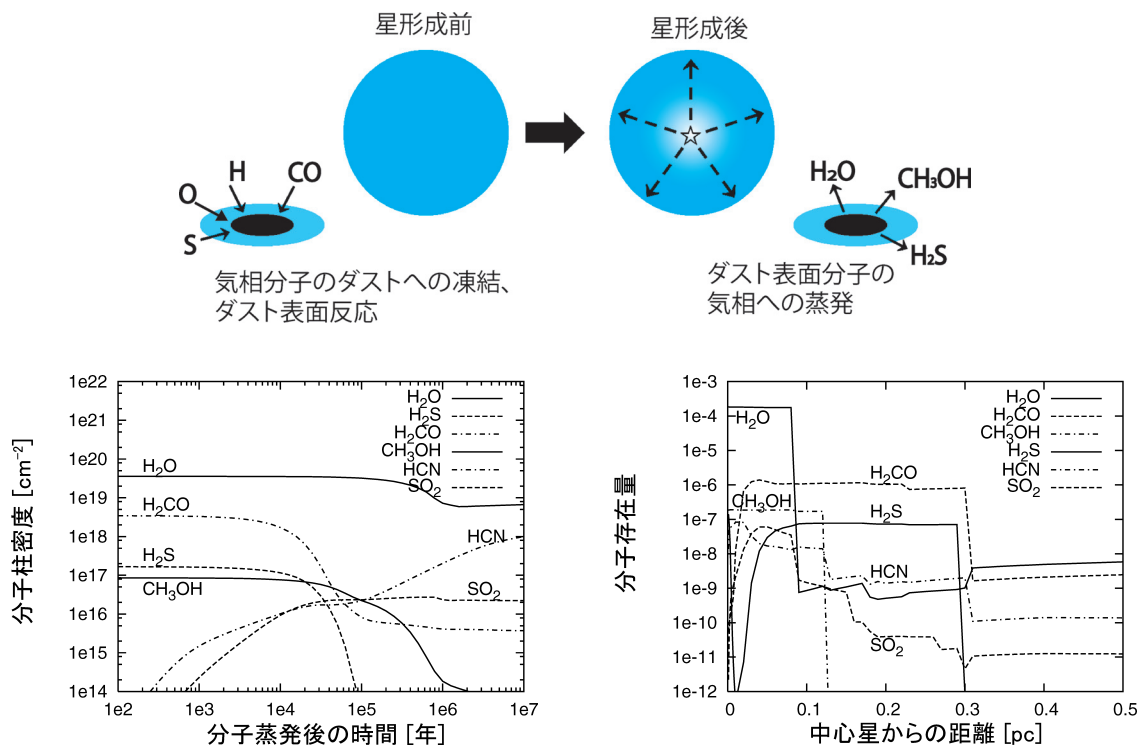


図4 星形成コアに特徴的な分子の生成シナリオ：星形成前の冷たい分子雲コア内で気相分子がダスト表面に凍結、さらにダスト表面で化学反応を起こす。コア内で星が誕生し周りのダストを暖めると、ダスト表面の分子は気相へ蒸発し、さらに気相で化学反応を起こしてより複雑な分子を生成する。下図は星形成コアに特徴的な分子の化学的特性を表す：これらの分子は寿命が1-10万年程度で（左図）、星の近くの暖かい領域でのみ存在量が多い（右図）。

気相反応することにより形成可能なものに分類でき、次のような形成シナリオが提唱された²⁶⁾。(i) まず、星形成直前の低温・高密度の分子雲コア中で、気相分子/原子がダストに凍結した後、ダスト表面で水素が付加して (a) の分子を形成する。(ii) やがて分子雲コア中で星が形成されると、星からの照射などでダストが加熱され、その結果、ダスト表面の分子が蒸発する。蒸発した分子が気相で化学反応し、(b) の分子を形成する。

実際、ISO やスピッツァー宇宙望遠鏡による赤外線吸収線の観測は、原始星を取り巻くエンベロープ中のダストの表面に、(a) の飽和分子が凍結していることを明らかにした^{27), 28)}。またこのような分子種は、大質量星形成コアだけでなく、小

質量星形成コアや彗星、双極分子流や銀河系中心に付随する衝撃波面など、ダストに凍結した分子の蒸発が予想される領域で豊富であることが観測的に知られている。

さて、このような星形成コアに特徴的な分子種は、次のような化学的特性をもつことが知られている²⁹⁾ (図4 参照)。(i) 1-10 万年程度の寿命：ダスト表面から蒸発した分子は、気相中で分子イオンや水素原子と化学反応を起こし、約1-10 万年程度の時間尺度で破壊される。実際、大質量星形成コアの一部には上述の分子種が豊富ではないものもあり、年齢の違いが原因と考えられる。(ii) コア中心部と外縁部での急激な存在量の変化：固相分子の気相への蒸発は非常にダスト温度に敏感

であり、ある温度を超えるとある固相分子はほとんどすべて気相に蒸発する。一方、星形成コアのダスト温度は、主に中心星からの照射で決まり、中心星から遠ざかるほど温度は下がる。したがって、コアのある半径である分子の気相中での存在量が急激に変化する。実際、HCN や CH₃OH などの分子の遷移線をいくつかの異なる波長帯で観測したところ、コア中心部と外縁部で存在量が大きく異なる結果が得られている³⁰⁾。

5.3 原始惑星系円盤内縁部の化学構造とガス降着流

さて前述のように、原始惑星系円盤内縁部の化学構造は、星形成コアに似ていると考えられる。円盤外縁部の赤道面付近でダスト表面に凍結していた分子は、円盤内の降着流に沿って円盤内縁部へと移動し、ある半径まで降着すると蒸発温度に達して気相に蒸発する。蒸発した分子の寿命は、ほぼ1-10万年程度であるため、降着流の時間尺度と分子の寿命の大小関係、すなわち、降着流の速度の違いにより、円盤内縁部の化学構造が大きく変化すると予想される。したがって、円盤内縁部から放射される分子輝線を用いて、ガス降着流の観測的検証ができると期待される³¹⁾。

ここで、円盤内の降着流は円盤ガス散逸機構の候補の一つであるため、その存在の観測的検証は、惑星形成過程を理解するうえでの重要な鍵の一つであると考えられる。しかしその観測には、十分な空間分解能が必要となる。来たる ALMA は、円盤内縁部の惑星形成領域からの分子輝線の検出を可能にする。ALMA による多様な分子輝線の観測は、円盤内縁部の物理・化学構造の解明、ひいては、惑星形成過程に関する研究のさらなる進展を促すと期待される。

6. 最後 に

院生時代に嶺重 慎教授に降着円盤について、釜谷秀幸准教授に星形成について教わりつつ始めた原始惑星系円盤に関する研究ですが、その後、

ポスドクとしてあちらこちらを転々とするうちに、星間化学やダスト成長・沈殿過程を学ぶ機会に恵まれ、現在のような研究を行うに至りました。

これまでの研究を支えていただいた嶺重 慎教授、釜谷秀幸准教授、犬塚修一郎准教授、Tom Millar 教授、そして中川義次教授、相川祐理准教授をはじめとする神戸大スタッフの皆様、この場をお借りしてお礼を申し上げます。また、各所属先でお世話になった皆様、そして、これまでに共同研究をしていただいた皆様にも、深く感謝いたします。

参考文献

- 1) Kusaka T., Nakano T., Hayashi C., 1970, *Prog. Theor. Phys.* 44, 1580
- 2) Kenyon S. J., Hartmann L., 1987, *ApJ* 323, 714
- 3) Chiang E. I., Goldreich P., 1997, *ApJ* 490, 368
- 4) D'Alessio P., Cantó J., Calvet N., Lizano S., 1998, *ApJ* 500, 411
- 5) Nomura H., 2002, *ApJ* 567, 587
- 6) Dullemond C. P., van Zadelhoff G. J., Natta A., 2002, *A&A* 389, 464
- 7) Kamp I., Dullemond C. P., 2004, *ApJ* 615, 991
- 8) Gorti U., Hollenbach D., 2004, *ApJ* 613, 424
- 9) Glassgold A. E., Najita J., Igea J., 2004, *ApJ* 615, 972
- 10) Nomura H., Millar T. J., 2005, *A&A* 438, 923
- 11) Nomura H., Aikawa Y., Tsujimoto M., Nakagawa Y., Millar T. J., 2007, *ApJ* 661, 334
- 12) Nakagawa Y., Nakazawa K., Hayashi C., 1981, *Icarus* 45, 517
- 13) Weidenschilling S. J., 1997, *Icarus* 127, 290
- 14) Nomura H., Nakagawa Y., 2006, *ApJ* 640, 1099
- 15) Tanaka H., Himeno Y., Ida S., 2005, *ApJ* 625, 414
- 16) Dullemond C. P., Dominik C., 2005, *A&A* 434, 971
- 17) Aikawa Y., Nomura H., 2006, *ApJ* 642, 1152
- 18) Tanaka M., Hasegawa T., Hayashi S. S., Brand P. W. J. L., Gatley I., 1989, *ApJ* 336, 207
- 19) Bary J. S., Weintraub D. A., Kastner J. H., 2003, *ApJ* 586, 1136
- 20) Itoh Y., Sugitani K., Ogura K., Tamura M., 2003, *PASJ* 55, L77
- 21) Dutrey A., Guilloteau S., Guelin M., 1997, *A&A* 317, L55
- 22) Aikawa Y., van Zadelhoff G. J., van Dishoeck E. F.,

- Herbst E., 2002, A&A 386, 622
- 23) Markwick A. J., Ilgner M., Millar T. J., Henning T., 2002, A&A 385, 632
- 24) Blake G. A., Sutton E. C., Masson C. R., Phillips T. T., 1987, ApJ 315, 621
- 25) Macdonald G. H., Gibb A. G., Habing R. J., Millar T. J., 1996, A&AS 119, 333
- 26) Brown P. D., Charnley S. B., Millar T. J., 1988, MNRAS 231, 409
- 27) Gibb E. L., Whittet D. C. B., Boogert A. C. A., Tielens A. G. G. M., 2004, ApJS 151, 35
- 28) Boogert A. C. A., et al., 2008, ApJ 678, 985
- 29) Nomura H., Millar T. J., 2004, A&A 414, 409
- 30) van der Tak F. F. S., van Dishoeck E. F., Caselli P., 2000, A&A, 361, 327
- 31) Nomura H., Aikawa Y., Nakagawa Y., Millar T. J., 2008, A&A, submitted

Modeling Physical and Chemical Structure of Protoplanetary Disks

Hideko NOMURA

Department of Astronomy, Kyoto University, Sakyo-ku, Kyoto 606-8502, Japan

Abstract: Planets are thought to be being formed in protoplanetary disks which are associated with young stars. Recent technological development of infrared and radio observations has made it possible to analyze dust emission and molecular transition lines from the disks in detail. Here, I would like to introduce the recent progress of modeling physical and chemical structure of the disks as well as observational diagnostics of the disk structure by means of the molecular lines.