

原始惑星系円盤の理論モデルの構築と観測との比較

野村英子¹, 相川祐理², 竹内 拓², 今枝佑輔², 中川義次²

(要旨) 若い恒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。近年の観測技術の向上により、原始惑星系円盤からのダスト放射や分子輝線の詳細観測が可能になってきている。これに伴い、より現実的な円盤物理・化学構造モデルの構築が求められている。観測量のモデル計算と観測値との比較は、円盤モデルに制限を与え、一方で、観測値の正しい解釈に役立つ。モデルと観測の比較による円盤構造の理解は、惑星形成過程の理解に大きく貢献するであろう。本稿では、円盤物理・化学構造、ダスト・ガス分布の進化モデル、及び円盤観測に関する最近の研究についてレビューする。

1. はじめに

星・惑星系は、分子雲コアの重力収縮の結果形成されると考えられる。1万AU程度のサイズの分子雲コアは、 10^{14}s^{-1} 程度の角振動数を持つことが観測的に知られており、このコアが角運動量を保存しつつ収縮すると、太陽質量程度の天体の周囲に半径100AU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及び赤道面へ沈殿し、微惑星の形成・その合体成長・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等々の過程を経て、最終的に我々の太陽系のような惑星系を形成する。

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の遷移線が、数多くの若い恒星の周りに観測されている。今後益々観測技術の進歩が期待される中、その観測値とモデル計算の比較により円盤の物理的・化学的構造を理解することは、これからの惑星系形成過程解明の進展に大い

に役立つであろう。

2. 原始惑星系円盤の物理構造モデル

始めに、近年の高性能観測に対応し、より詳細に、より現実的に進歩している円盤物理構造モデルについてレビューする [1].

2.1 ガス密度構造

まず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ていると考えられる。この釣り合いの結果、ガス密度は赤道面付近に集中した分布を保つ。ここで、円盤ガス密度分布はガス圧力を通じ、ガス温度分布に大きく影響される点、すなわち両者の包括的取り扱いが重要である点に注意する必要がある。

一方で円盤半径方向の面密度分布については、未だ確立したモデルはない。主なモデルとしては、円盤ガスが中心星に向けて定常的に降着している場合の分布モデル、半径方向のべき乗分布を仮定したモデル (e.g.,

1. キーンズ大学ベルファスト 数理物理学研究科 宇宙物理学研究所, 日本学術振興会 海外特別研究員
2. 神戸大学 大学院 理学研究科 地球惑星学専攻

最小質量太陽系星雲モデル) などがあるが, 今後の高空間分解能観測等による問題解明が求められる.

2.2 ガス温度構造

まず円盤上層部においては, ガス温度は中心星からの紫外線・X線に大きく影響される[2][3]. Tタウリ型星等の若い恒星は, 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, 炭素イオン等の輝線による放射冷却との釣り合いにより制御される. 紫外線・X線放射が共に強いTタウリ型星周囲では, 円盤内縁部の表層部においてはX線が, その他の領域においては紫外線が主要な加熱源となる. なお, 低密度の円盤上層部においては, ガス・ダスト間の衝突によるエネルギー交換は効かず, ガス温度はダスト温度と比べ非常に高温に保たれる.

一方円盤赤道面付近においては, ガス・ダスト密度が十分大きく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. 円盤内ガス・ダストが散逸し, エネルギー交換が十分に効かない程密度が小さくなると, 一酸化炭素輝線等の放射冷却により, ガス温度はダスト温度を下回ると考えられる[4].

ここで, 円盤内ダスト・ガスによる紫外線・X線の吸収, ガス・ダスト衝突率等々はガス密度に依存する為, ガス温度分布はガス密度分布に影響される.

2.3 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, さらに周囲のダストを暖める. 円盤上層部及び円盤外縁部においてダスト温度は, このダスト粒子による放射の吸収と再放射の釣り合いにより主に制御される. よってダスト温度分布は, 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

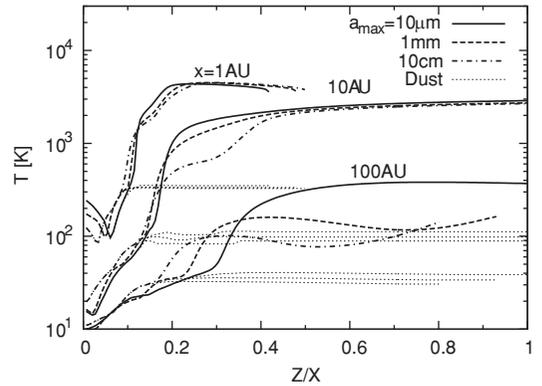


図1: 円盤内ダスト成長の円盤ガス・ダスト温度への影響. 縦軸は温度, 横軸は円盤鉛直方向の高さ(z)/半径(x). 円盤半径 1, 10, 100AU における値を表す. ダストモデルは, サイズ分布 $dn/da \propto a^{-3.5}$, 最大ダスト半径 $a_{max} = 10 \mu\text{m}, 1\text{mm}, 10\text{cm}$ (小さなダスト量は $f_{dust}=1, 0.1, 0.01$) を使用. ([3] 参照)

により暖められる赤道面付近では低温に保たれる[5]. 円盤内縁部の赤道面付近では, 乱流粘性に起因する, 降着物質の重力エネルギーの解放も主要な加熱源になり得る. 円盤赤道面付近においては, 前述のように, ダスト温度はガス温度に, ひいてはガス密度に大きな影響を及ぼす. 従って円盤構造モデルにおいて, ダスト温度分布は重要な役割を担う.

2.4 円盤内ダスト進化の円盤構造への影響

原始惑星系円盤内において, ダスト粒子は合体成長し, 赤道面へと沈殿すると考えられる. この円盤内ダスト進化は, ダスト温度構造だけでなく, ダスト上の光電加熱やガス・ダスト間の衝突を通じガス温度に, ひいてはガス密度にも影響する[6].

円盤内ダスト進化は, 主に小さなダストの量, f_{dust} (詳しい定義は[3]参照, また, 4 節も参照) の変化を通じ, ガス・ダスト温度へ影響を及ぼす. まずダスト粒子が成長・沈殿し, 円盤内の小さなダストの量が減少すると, より赤道面に近い領域まで放射が浸透できるようになり, その領域においてダスト温度が上昇する. 一方, ダスト上の光電加熱率は減少する為, 紫外線加熱が効く領域のガス温度は減少する. また, ガス・ダスト衝突率と紫外線吸収量の減少により, 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。図1にダストサイズ成長のガス・ダスト温度への影響を示す。

3. 原始惑星系円盤の化学構造モデル

ガス遷移線の観測結果を正しく理解する上で、円盤化学構造の理解は必須である。また、円盤化学構造は物理構造にも影響を及ぼす。原子・分子の存在量分布は輝線強度、即ちガスの冷却率に影響する為、ガス温度分布を制御する。さらに円盤内ガスの電離度は、磁気回転不安定性、即ち円盤内乱流・ガス降着に深く関与する。

円盤内の化学構造は、おおまかに以下の4つの領域に分類される。まず(a)円盤上層部は中心星からの強い紫外線・X線照射影響下にあり、 H_2 , CO , それらに次いで CN , CS , C_2H 等のラジカルといった、解離エネルギーの低い分子のみが存在する。(b)円盤中層部においては、紫外線・X線は遮蔽され弱まっている一方で、ダスト温度は比較的高い温度(>数10K)に保たれている。この領域では、 HCN , H_2O , H_2CO , HCO^+ を始めとする、様々な分子種が存在する。(c)円盤外縁部の赤道面付近では、ダスト温度が低く(<20K)かつ高密度である為、気相分子の多くはダスト表面に凍結し、 H_3^+ , H_2D^+ , N_2H^+ 等の限られた分子種のみが気相に存在する。(d)円盤内縁部の中層部から赤道面付近は高温であり(>100K),ダスト表面で生成された分子種の気相への蒸発に起因して生成された、複雑な分子種が存在する可能性がある[7][8]。

円盤化学構造モデル計算と観測値の比較により、円盤物理構造に関する考察を行うことが可能である。例えば、 ^{13}CO の輝線温度が CO のダスト表面への凍結温度を下回っているという観測事実は、円盤内の乱流拡散の存在を示唆している[9]。また円盤内ダスト成長が、 HCO^+ , H_3^+ , H_2D^+ 等の分子イオンの存在量に影響を及ぼす可能性が、モデル計算より示唆されている[6]。

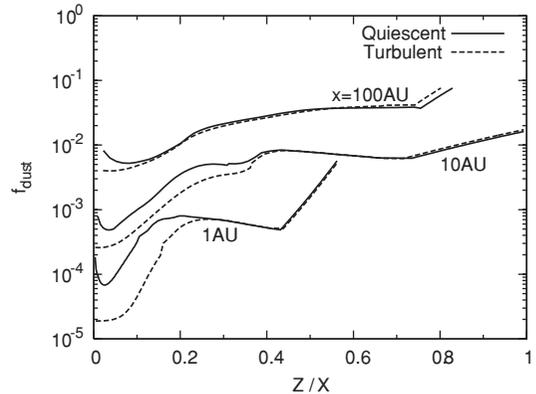


図2: ダスト合体成長方程式の数値計算により得られた、円盤内の小さなダスト量 f_{dust} の分布。円盤内の乱流なし(実線)、乱流あり(破線)の場合について表す。このモデルでは、円盤半径 1, 10, 100AU においてそれぞれ $z_{fric}/x \sim 0.5, 0.75, 0.75$, $z_{coag}/x \sim 0.2, 0.4, 0.65$, スケールハイト $H/x \sim 0.04, 0.05, 0.1$ 。([3] 参照)

4. 円盤中のダスト成長・沈殿過程

2節で述べたように、円盤内ダスト進化は、円盤構造、ひいては観測量に大きな影響を及ぼす。ここで、円盤内ダストの空間分布・サイズ分布は、沈殿するダスト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。我々は上述の円盤モデルを用い、円盤内ダストの空間分布・サイズ分布の計算を行った[3]。結果の f_{dust} 分布を図2に示す。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、静水圧平衡状態にあるガスから受ける摩擦力により制御される。摩擦力が効かないほど密度の薄い円盤上層部($z > z_{fric}$)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し、この領域においてダスト密度は分子雲のダスト密度と同じに保たれる($f_{dust} \propto 1/\rho_{gas}$)。より密度が濃く、速度が摩擦力により制御される領域($z < z_{fric}$)では、 f_{dust} はゆるやかに上昇する($f_{dust} \propto 1/z$)。これらの領域においてダストは、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、ダスト粒子は分子雲内と同様のサイズ分布を保つ。より赤道面に近い領域($z < z_{coag}$)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為、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、それに伴い、乱流拡散がなければ f_{dust} も増加する。

よって円盤内ダスト分布は、円盤上層部においては分子雲から円盤へのダストの流入量、円盤中層から赤道面付近にかけては、上層部からのダストの流入と合体成長により制御される。

ところで微惑星は、沈殿によりダスト密度が高くなった円盤赤道面 ($z/H \ll 0.1$) において形成されると考えられる。微惑星形成の為に、固体物質が中心星へ落下する前にキロメートルサイズまで成長する必要がある。中川らのシンプルな解析計算[10]や我々の合体成長方程式の数値計算[11]によると、層流円盤中のダスト粒子は $z/H < 0.2$ の領域において一旦半径方向の速度が鉛直方向の速度を超過すが、 $z/H < 10^{-3 \sim -2}$ の領域でダスト密度がガス密度を上回り、その結果、 $z/H < 10^{-4 \sim -3}$ の領域において鉛直方向の速度が半径方向の速度を再び上回る。ダスト粒子は、ダスト層が不安定になるまでそのまま沈殿する。一方で円盤内に大域的な乱流が存在する場合には、乱流運動が沈殿を妨げ、ダスト粒子は沈殿するより早く成長し、その大部分は中心星へと落下する。よって、微惑星形成には、大域的乱流の沈静化が必要である。ダスト層における局所的乱流運動が沈静化し、ダスト層が重力不安定性により分裂するか否かについては、今後解くべき課題である(次節も参照)。

5. ダストの中心星への落下と円盤からのミリ波放射の進化

5.1 ダスト落下の問題

前節で議論したように、ダストは、沈殿に引き続いて、中心星に向かって落下する。ダストが中心星にすべて落下することを防ぐためには、つぎの2通りのメ

カニズムが考えられる。

1. ダストの落下速度は、ある大きさ(1 AUで1 m程度)で最大となる。これは、ダストが小さい極限では強いガス抵抗のため落下する速度が抑えられ、またダストが大きな極限では、単位質量当たりのガス抵抗が小さくなることからわかる。この特徴的な大きさまで成長しさえすれば、その後の成長に伴い、ガス抵抗による落下は減速され、やがて止まる。このメカニズムが働くためには、最大落下速度になる大きさ(1 AUで1 m)のときに、成長のタイムスケールが落下のタイムスケールより早くなくてはならない。成長のタイムスケールは、ダストの空間密度が高いほど早い。簡単な見積りより、1 AUで、標準的な円盤モデルの100倍程度のダスト密度が必要なことが分かる。このダストの高密度は、ダストの沈殿によって実現されると期待される。しかし、このときダスト層の密度はガスと同程度になっている。そこで、必然的に次のメカニズムが重要となってくる。

2. ダストの沈殿によって赤道面にダスト層が作られる。ダスト密度がガス密度を超えるようになると、ガスがダストに引きずられるようになる。そのような層内では、ダストもガスも同じケプラー速度で公転するようになり、ガス抵抗による落下が抑えられる。前節で紹介した計算によれば、大域的乱流が存在しない場合は、ダストが1 AUのところでは10 cm程度、30 AUでは1 cm程度まで成長したところで、ダスト層の密度はガス密度を超えるため、落下が止まる。その後ダスト層はどんどん薄くなっていき、重力不安定による微惑星形成にいたる。ここで面白いのは、ダスト層の密度がガス密度を超えるまでに、ダストが半径方向に移動した距離は非常に小さいということである。ダストは、ガス円盤の厚みほどの距離も半径方向には移動できない。したがってこのメカニズムが有効な場合、ダストはほとんど移動することなく微惑星形成にいたる。

しかし、このようなメカニズムが本当に有効に働くかどうかはよくわかっていない。ダスト層の密度がガス密度を超えると、ダスト層と上層にあるガスとの間

に回転速度差が生じる。ダスト層はケプラー速度で公転するが、上層のガスはガス圧のためケプラーより遅く公転する。ここでダスト層と上層ガス間に十分な摩擦があれば、ダスト層全体が角運動量を奪われ、やはり中心星に落下してしまうのである。2層間の摩擦源として、ケルビン・ヘルムホルツ不安定による乱流を考え、ダスト層を構成する粒子サイズが均一と仮定した計算によれば、ダスト層全体の落下速度は、構成粒子単体がガス抵抗で落下する速度と同程度である[12][13]。したがって、ダスト層の形成は、落下を食い止めることに何の役立ちもしない。ただ、彼らの計算ではダスト層の粒子サイズを均一と仮定している。構成粒子のサイズ分布を考慮すれば、やはりダスト層によって落下から保護されるかもしれない。このような計算は行われていない。現状では、ダスト層に守られたダストがほとんど落下せずに微惑星形成にいたる、という可能性もあるし、そうではなく、微惑星ができるまでに大きく中心星に向かって落下するという可能性もある。

5.2 ダスト落下によるミリ波放射の進化

このような両極端の可能性がある中で、ダストの中心星への落下が、観測的にどのように検証できるかを考えることは重要である。そこで、原始惑星系円盤からの波長1mm程度の電波放射に対する影響を考えてみる。円盤からのミリ波放射は、数十AUのところにあるダストが主に放射している。また、そのスペクトルは、放射流束が波長に対してなだらかに減少している。このことから、ミリ波を放射するようなダストはその波長程度以上（つまり1mm程度以上）に成長していると考えられている。そこで、ダストの落下を止めるメカニズムが全くないとした時に、1mm-1cm程度の大きさのダストが落下していくことにより、円盤からのミリ波放射量がどのように変化していくかを求めた[14]。図3に円盤のガス分布と大きさ1cmのダスト分布の進化を示す。初期にガスもダストも半径100AUの円盤を作っていたとしている。ガス円盤は

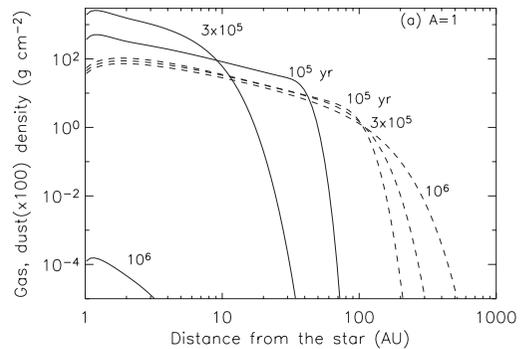


図3：原始惑星系円盤のガス（破線）とダスト（実線）の面密度の時間進化。それぞれの線は 10^5 年、 3×10^5 年、 10^6 年での面密度分布で、ダストの面密度は100倍した値を描いている。ダスト粒子は1cm、内部密度 0.1 gcm^{-3} 。（[14] 参照）

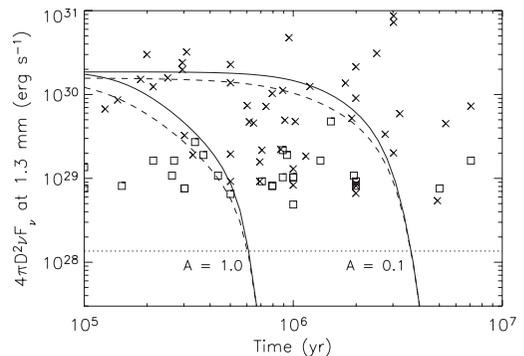


図4：円盤からの1.3mmのミリ波放射量の時間進化。実線は円盤を真上から見たときに観測される放射量、破線は60度傾けて見た場合を示す。ダストの大きさ $A=1\text{cm}$ では、放射は 10^6 年以内に観測限界（点線）以下に減衰する。 $A=0.1\text{cm}$ では 3×10^6 年程度維持される。×印は観測されたTタウ型星のミリ波放射量を示す（[14]の引用文献参照）。□印は、ミリ波放射量の上限のみ求まっているもの。（[14] 参照）

10^6 年の間に、粘性によってやや進化するが、その分布はあまり変わっていない。一方、ダストの分布は大きく変化する。1cmのダストは、中心星への落下に伴って、急速に円盤から失われていく。ほとんどのダストは 10^5 年で20AU以内にまで落下してきており、 10^6 年でほとんどのダストが失われている。ダストサイズが1mmでは落下速度はほぼ10分の1になるため、ダストは、 10^6 年程度円盤にとどまっていることができる。このような円盤からのミリ波放射が時間的にどのような

に進化するのかを求めたのが、図4である。円盤を構成するダストのサイズが1cmの時には、円盤からのミリ波放射は急速に減衰し、 6×10^5 年で観測限界を下回る。ダストのサイズが1mmのときは、ミリ波放射は10倍程度長く持続し、 3×10^6 年程度の間、放射が観測されることになる。一方観測からはミリ波放射の持続時間は 10^6 - 10^7 年くらいである。このことと、ミリ波スペクトルから示唆されている、ダストの1mm程度以上への成長が両立しているとしよう。すると、ミリ波放射が持続する間（ 10^6 - 10^7 年）、大量のダスト成分が1mm-1cm程度のサイズ領域に存在していることが推測される。これは、1cm程度への成長に 10^6 - 10^7 年かかれば、実現されるかもしれない。しかし、4節の計算によると、30AUでの1cmへの成長時間は、乱流がある場合ない場合両方で、 10^6 年よりはるかに短い（内側はもっと短い）[11]。そこで、1cm程度以上に成長したダストに対して、落下を止めるメカニズムがあるか、もしくは落下によって失われたダストを再供給するメカニズムが必要であると考えられる。

6. 原始惑星系円盤の長時間進化

惑星系形成過程を明らかにするには、その舞台となる原始惑星系円盤の力学進化を考えることも重要な要素である。ところが、このような研究していく上で生じる困難のひとつに、ガス円盤の進化が惑星や伴星の公転周期に比べて非常に長いタイムスケールでゆっくり進むという点をあげることができる。惑星や伴星は主星のまわりを周期的な軌道で回っているため、ガス円盤に対して周期的な重力相互作用を長時間にわたって絶え間なく及ぼす。その効果は徐々に蓄積していくため、数値計算を用いてガス円盤の力学進化を調べるには、必然的に公転周期に比べて非常に長時間の数値時間積分が必要になる。微惑星集積過程のようなN体の軌道計算では、微惑星の軌道進化をいかに精度良く長時間にわたって積分するかについての方法がいろいろ研究されている。しかし、数値流体計算がはたして

そのような長時間進化を正しく計算できているかについては十分注意する必要がある。

そこで流体の運動方程式を直接数値計算で解く代わりに、まず運動方程式を近似して長時間進化についてのみ記述する時間発展方程式を導出し、これを解くことで原始惑星系円盤の長時間進化を調べるという方法が考えられる。つまり公転周期より短いタイムスケールの変化については時間平均をとってしまうことで、公転周期より長い時間変化のみを時間変化の効果として調べるのである。この方法は言い換えれば、惑星運動の永年進化を調べる際の永年摂動の方法を、流体の運動方程式を近似するのに応用した方法といえる。

このような近似を行うと、ガス円盤の長時間進化は円盤の軌道離心率分布に対するシュレディンガー方程式としてあらわされる。量子力学の勉強をした人ならば、そのような時間発展方程式の解は境界と境界の間で離散化された波の重ね合わせあわせで表現されることを容易に想像することができるだろう。この場合も同様の理屈で、ガス円盤の長時間進化はガス円盤の外縁と内縁の間に存在する離散化された波（軌道離心率分布の波）の重ねあわせで決まる。その波形やパターン速度は、中心星と惑星や伴星の質量比、ガス円盤の大きさ、密度構造、温度構造に応じて決まる。そして特定モードの波のパターン速度が主星と伴星（惑星）のつくりだす外場と共鳴するとき、円盤の構造は歳差運動のタイムスケールで大きく変化する。一般に歳差運動のタイムスケールは円盤の粘性進化の時間よりも短く、この変化は粘性進化に比べて急におきる。したがってガス円盤の粘性進化まで考慮すると、

- ガス円盤ははじめ粘性進化により共に徐々に構造を変化させ、円盤の構造が共鳴条件を満たすようになるまでゆっくりと進化する。
- そしてひとたび共鳴条件が満たされたならば歳差運動のタイムスケールで一気に円盤全体の構造が劇的に変化する。

といった長時間進化のシナリオを描くことができる。星の周りには特異な構造をもったガス円盤が稀に観測

されるが[15], 観測された特殊な円盤構造の成因を説明するには, このような長時間進化の効果が重要になるのかもしれない[16].

7. 原始惑星系円盤の観測

最後に, 実際に原始惑星系円盤に対してどのような観測がなされているかについて, 簡単にレビューする.

7.1 ダスト放射

前述のように, 円盤内のダストは中心星からの放射を吸収し, 再放射する. 中心星近くの高温領域から円盤外縁部の低温領域にかけて存在するダストの黒体放射の波長帯は, 近赤外から電波領域にわたると考えられる. 赤外線衛星, 電波望遠鏡の発展と共にこれらのダスト放射が若い恒星周囲で観測され, 星周円盤の存在が観測的に支持されてきた. また, 電波領域におけるスペクトル・エネルギー分布の傾きより, 円盤内でのダストサイズ成長が観測的にも示唆されている[17][18] (5.2節も参照). また, 若い星団内の若い恒星が赤外線超過を持つ, 即ちダスト円盤を持つ割合が統計的に調べられており, ダスト円盤の年齢は数百万年程度であることが観測的に示されている. 我々のモデルによると, このダスト円盤散逸の一部は, 光蒸発流等による小さなダスト粒子の巻き上げに関与するのかもしれない[19].

近年では高波長分解能観測の進歩により, 10 μ m 波長帯のシリケート・フィーチャーが若い円盤からも観測され, 円盤内ダストの成分組成やサイズに関する詳細な研究が進んでいる. さらに, 最近の高感度観測は, 一部の円盤の近・中間赤外線領域のダスト連続光が非常に弱い, 即ち, 中心星近傍の数AU以内に存在する小さなダストの量が非常に少ないことを明らかにした[20]. 一方で, 円盤内ダストの散乱光の高空間分解能観測は, 一部の円盤の非軸対称構造を明らかにしつつある[15]. このような中心星付近の空洞や非軸対称構造は, 円盤内で形成された惑星の影響により生じた可

能性が示唆されており, 大変興味深い (6節参照).

7.2 ガス遷移線

近年の高波長分解能, 高感度観測により, 多くの円盤からガス遷移線が観測されている. ガス遷移線の特徴としては, ドップラー・シフトに起因する, 遷移線観測波長のずれ幅より, 円盤の速度構造に関する情報が得られる点, また, 遷移線の励起温度, 化学構造の観点より, 放射領域に関する情報が得られる点がある. 以下に, 近年円盤より観測された分子輝線の例を放射領域別に挙げる.

・円盤内縁部の上層部

H₂, CO, OH, H₂Oの振動回転遷移輝線が近赤外線領域で観測されている[20]. これらの励起温度は高く, 中心星からの紫外線・X線照射により加熱された円盤内縁上層部の高温 (>1000K) 領域から放射されていると考えられる. またこれらの輝線には, 紫外線・X線による励起が寄与している可能性もある[2][3]. 最近のCO輝線の高空間分解能観測は, ある円盤の半径10AU以内でCO輝線強度が弱いことを明らかにした. この天体はダスト連続光が弱く, 円盤内の大部分のダストはすでに散逸したと思われており, この観測により, 円盤内縁部のガスもまた, 中心星への降着と光蒸発の影響により散逸している可能性が示唆された[21].

また, 紫外線により励起されるPAH (Poly Aromatic Hydrocarbon: 多環芳香族炭化水素) の中間赤外線領域における放射の高空間分解能観測や, 紫外線領域で放射されるH₂の電子軌道の遷移輝線の観測は, 円盤内縁上層部が中心星からの紫外線の影響下にあることを示している.

・円盤内縁部の中層部

非常に若い太陽質量程度の天体よりC₂H₂, HCN, CO₂の振動回転遷移の吸収線が中間赤外線領域で観測された. これらの分子は, ダスト表面に凍結した分子が気相に蒸発した結果生じると考えられ, 円盤内縁部の高温 (>100K) 領域に存在する分子による吸収線である可能性が示唆されている[8].

・円盤外縁部の中層部・赤道面付近

CO, CN, HCN, CS, H₂CO, C₂H, HCO⁺, N₂H⁺等様々な分子の回転遷移輝線がサブミリ波・ミリ波領域で観測されている[22]. また最近では, DCO⁺, H₂D⁺等重水素を含む分子も観測されており, 星間化学・円盤物理構造に関するより多くの情報をもたらしている. これらの分子遷移線の励起温度は低く, また電波領域においてはダストによる輝線の吸収も小さい. よって, 分子種の存在量が十分小さく, 光学的に薄い輝線であれば, 円盤赤道面付近からの放射も観測可能である. ただし, 電波観測は空間分解能に乏しい為, 現状では干渉計を用いても半径50AU以内の観測は難しい. 今後の高空間分解能観測の発展が期待される.

電波干渉計を用いた分子輝線の速度構造の解析により, 円盤の回転運動が観測的に明らかにされている. また¹²CO, ¹³CO輝線の観測によると, ¹³COの輝線温度の方が低い. ¹³COは存在量が少なく輝線が光学的により薄い為, より赤道面に近い領域からの放射を観測していると考えられ, この結果は円盤鉛直方向の温度勾配の存在を観測的に示唆している. また, 半径方向の広がりも両者で異なり, ¹³CO輝線の方が小さい. これは, 存在量の小さい¹³COの方が, ¹²COよりも自己遮蔽率が小さいことを反映している可能性がある.

謝 辞

原稿を注意深く読み, 的確なコメントをくださった査読者の三浦均氏に感謝します.

神戸大学は文部科学省より21世紀COEプログラム「惑星系の起源と進化」に対し援助を受けています.

参考文献

- [1] Dullemond, C.P. et al. 2007, in *Protostars and Planets V*, 555
- [2] Nomura, H. and Millar, T.J. 2005, *A&A*, 438, 923
- [3] Nomura, H. et al. 2007, *ApJ*, 661, 334
- [4] Gorti, U. and Hollenbach, D. 2004, *ApJ*, 613, 424
- [5] Nomura, H. 2002, *ApJ*, 567, 587
- [6] Aikawa, Y. and Nomura, H. 2006, *ApJ*, 642, 1152
- [7] Aikawa, Y. et al. 2002, *A&A*, 386, 622
- [8] Bergin, E.A. et al. 2007, in *Protostars and Planets V*, 751
- [9] Aikawa, Y. 2007, *ApJ*, 656, L93
- [10] Nakagawa, Y. et al. 1986, *Icarus*, 67, 375
- [11] Nomura, H. and Nakagawa, Y. 2006, *ApJ*, 640, 1099
- [12] Youdin, A.N. and Chiang, E.I. 2004, *ApJ*, 601, 1109
- [13] Weidenschilling, S.J. 2006, *Icarus*, 181, 572
- [14] Takeuchi, T. and Lin, D.N.C. 2005, *ApJ* 623, 482
- [15] Fukagawa, M. et al. 2006, *Aph*, 636, L153
- [16] Imaeda, Y. 2005, *Proceedings of Protostars and Planets V*, 8197
- [17] Miyake, K. and Nakagawa, Y. 1993, *Icarus*, 106, 20
- [18] D'Alessio, P. et al. 2001, *ApJ*, 553, 321
- [19] Nomura, H. et al. 2007, *IAUS*, 237, 455
- [20] Najita, J.R. et al. 2007, in *Protostars and Planets V*, 507
- [21] Goto, M. et al. 2006, *ApJ*, 652, 758
- [22] Dutrey, A. et al. 2007, in *Protostars and Planets V*, 495