

原始惑星系円盤での巨大惑星の形成と進化

金川 和弘

〈茨城大学理工学研究科理学野 〒310-8512 茨城県水戸市文京2丁目1-1〉

e-mail: kazuhiko.kanagawa.d@vc.ibaraki.ac.jp



1995年の主系列星を周回する太陽系外惑星の初検出を皮切りに多数の系外惑星が検出されており、太陽以外の恒星も普遍的に惑星系を持つことが明らかになった。さらにアタカマ大型ミリ波・サブミリ波干渉計（ALMA）やSubaru望遠鏡によって惑星形成の現場である原始惑星系円盤の直接撮像観測も盛んに行われており、惑星によるものと思われるギャップやリングといった構造をもつ円盤が多数見つっている。円盤ギャップと系外惑星はどのように関連づいているのだろうか？その関係を知るためには、まず観測された円盤ギャップがどのような惑星によって作られたのか、またその惑星がその後どのように円盤内で進化していくのかを知る必要がある。本稿では、円盤観測から得られる量であるギャップの幅や深さと惑星の関係、それらの惑星の軌道進化および質量進化に関する理論モデルを筆者の研究を中心に紹介していきたい。

序 文

惑星は若い星へ降着するガスが作る星周円盤（原始惑星系円盤）で作られる。円盤ガスの主成分は水素やヘリウムであるが、我々の地球を見てみるとそれらはむしろ少数派である。従って地球のような惑星は円盤ガスに微量に含まれる固体微粒子（ダスト）の集積によってできたと推測できるが、一体どのようにしてマイクロメートルサイズのダストが惑星サイズまで成長できたのか？

上記の問いにひとつの解答を与えたのが、最小質量円盤モデル、所謂「京都モデル」である。このモデルは地球のような岩石惑星のみならず、土星・木星のような巨大ガス惑星の形成を説明する。さらに、岩石惑星はガス惑星より内側に形成するという太陽系惑星の特徴を自然に説明する強力なものであり、惑星形成の標準モデルと考えられてきた。しかし、1995年に主系列星ペガス座51番星周囲に太陽系外惑星が検出されたことで転機が訪れる。この時検出された惑星は太陽系

の水星より短い軌道周期をもつホットジュピターとよばれる巨大惑星であった。さらに、その後、ホットジュピターを持つ恒星が多数発見され、ペガス座51番星が特異なケースではないことが確認された。このような惑星の存在は京都モデルの枠外のものであり、惑星形成モデルに大幅な拡張が必要なことが明らかになった。

さらに、Subaru望遠鏡やアタカマ大型ミリ波・サブミリ波干渉計（ALMA）によって惑星形成の現場である原始惑星系円盤の直接撮像観測が盛んに行われている。このような観測以前は、惑星によって円盤に何らかの構造が作られるにしてもせいぜい土星軌道以内（ <10 au）だと考えられていた。しかし、実際にはALMAによって海王星軌道以遠にもリングやギャップなど様々な構造をもつ円盤が数多く存在することが明らかになり、惑星形成のバックグラウンドたる円盤構造そのものが以前の想定とは大きく異なっていることがわかってきた。

このような状況の中、原始惑星系円盤、そして

太陽系惑星、系外惑星を含む一般的な惑星形成の全貌を明らかにするモデルの構築に向けた取り組みが続けられている。本稿ではその一環として筆者が取り組んできた惑星-円盤相互作用とそれに伴う惑星進化の話題を中心に述べていきたい。

本稿は論文 [1] が 2020 年度欧文研究報告論文賞を受賞したことの記念記事として執筆している。そのため、本来は受賞論文の内容をご紹介すべきところであるが、実のところ既に『天文月報』 [2] および日本惑星科学会の学会誌『遊星人』 [3] にそれぞれ解説記事を執筆している。過度な重複を避けるため、受賞論文の主題である惑星による円盤ギャップ構造についての研究の詳細は上記の解説記事をご覧ください。本稿では第 2 節で軽く触れるに留めたい。第 3 節および第 4 節ではその後の進展として、惑星移動および進化の研究をご紹介したい。

1. 系外惑星、原始惑星系円盤の観測

1.1 系外惑星の観測

まずは、近年の系外惑星観測および原始惑星系円盤の観測によって何が明らかになったのかを簡単にまとめておきたい。序文で触れたように 1995 年の発見を皮切りに Kepler 望遠鏡、TESS 望遠鏡などを用いたトランジット観測、地上望遠鏡を用いた視線速度法（ドップラー法）による観測、直接撮像観測などによって現在までに 4000 個を超える太陽系外惑星が発見されている。図 1 は現在までに質量、軌道長半径の両方が測定されている約 1000 個の系外惑星の質量-軌道長半径の分布である。参考のために、地球や木星といった太陽系惑星、および 2 つの系外惑星（ペガサス座 51 番星 b と グリーゼ 876 d）を表示している。一見して太陽系惑星と系外惑星の分布に違いがあることが分かるだろう（トランジット法やドップラー法などの間接法、直接撮像に共通して質量が小さな惑星の検出は難しいため、海王星や天王星付近、地球の位置に系外惑星の発見例がないのは

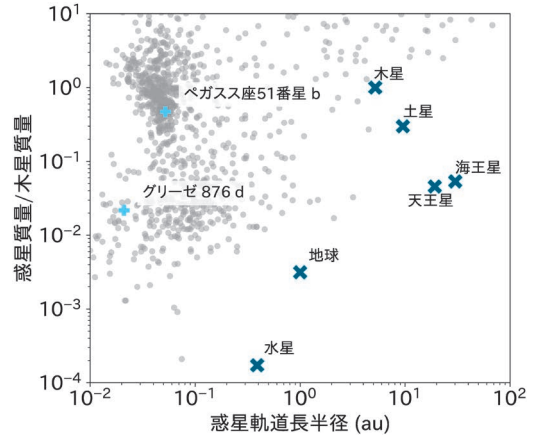


図 1 検出された系外惑星の軌道長半径と質量の分布。系外惑星のデータは The Extrasolar Planets Encyclopaedia (<http://exoplanet.eu>) のものを用いた。

検出限界が原因である)。例えば、太陽系で最も短い軌道長半径を持つ水星 (≈ 0.3 au) より大幅に短い軌道長半径を持つ惑星、ペガサス座 51 番星 b を含むホットジュピターや海王星から地球程度の質量をもつ短周期惑星（特に図中に示したグリーゼ 876 d のような地球質量の数倍のものはスーパーアースとも呼ばれる）が多数存在している。また主に直接撮像観測によって海王星軌道以遠にも ~ 10 木星質量程度の超巨大惑星が検出されているが、このような惑星も太陽系には見られない。このような多様な惑星分布、および太陽系惑星と系外惑星の違いはどこからくるのだろうか？ 一つの原因として考えられるのが惑星形成の現場である原始惑星系円盤内での形成・進化過程の違いである。次節ではその原始惑星系円盤の観測例をご紹介したい。

1.2 原始惑星系円盤の観測

惑星は原始惑星系円盤で生まれ、周囲のガスとの相互作用を通じてその質量・軌道半径を変化させる。その後、円盤ガスが散逸し現在の太陽系や第 1.1 節で紹介した惑星のみが恒星の周りを公転するような惑星系になる。従来は簡単のために惑星形成の初期条件としての円盤構造は軸対称でス

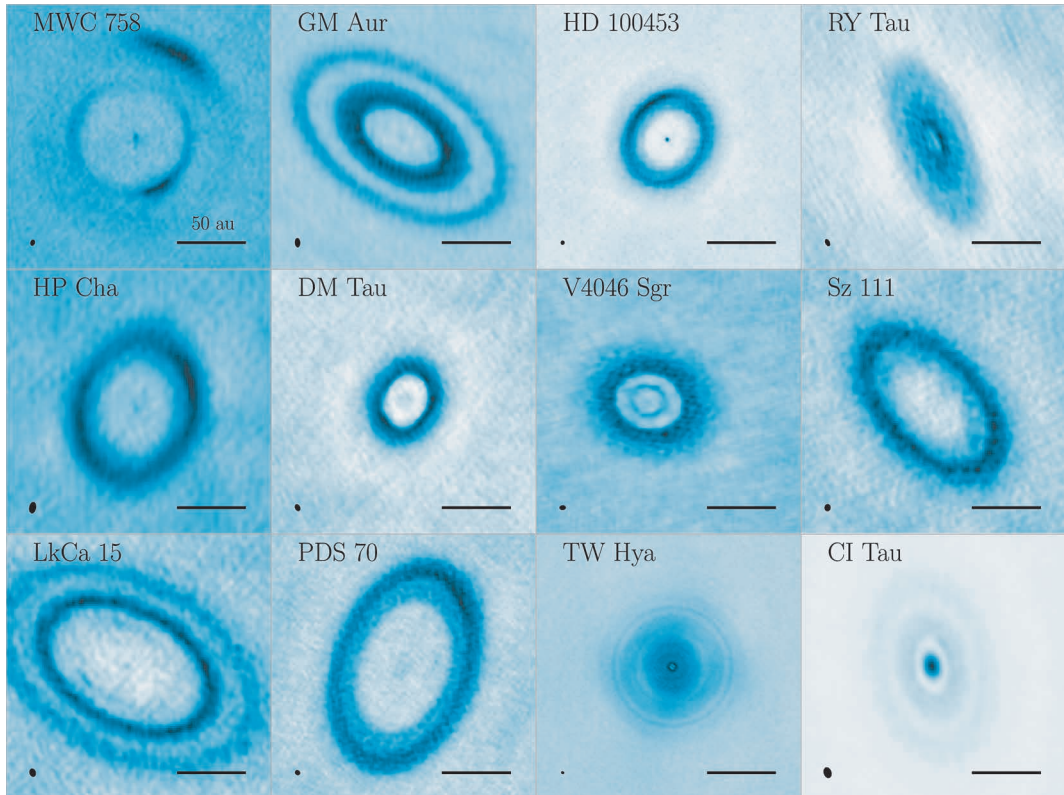


図2 ALMAによって得られた原始惑星系円盤の高空間解像度観測の例. 図中の横線は50 auスケールを表す. 連続波データはALMA Science Archive (<https://almascience.nrao.edu>) の公開データを, また各天体までの距離はGaia Archive (<https://gea.esac.esa.int/archive>) のデータをそれぞれ用いた.

ムズな円盤が仮定されてきた. しかし, 近年の Subaru, ALMA などの観測によって実際の円盤構造はそれほど単純ではないことがわかってきた. 例えば, ALMA 長基線試験観測キャンペーンで撮像された HL Tau の原始惑星系円盤には多重ギャップ構造が見られる [4] ほか, ALMA 大規模観測計画である DSHARP (Disk Substructures at High Angular Resolution Project) によって撮像された 20 個の原始惑星系円盤 [5]^{*1} でもそのほとんどにリングやギャップ構造が見られる. 図2に上記以外の円盤の高空間解像度観測の結果を示

す. 興味深いことにこのようなリング・ギャップ構造は HL Tau のような年齢が 0.1 Myr 程度だと見積もられている若い星の円盤から TW Hya のような年齢が ~10 Myr 程度の比較的古い星周りの円盤まで幅広く存在していることが分かっている. これらの構造の起源は明らかではないが, 次節で触れるように惑星による影響によってこれらの形成を説明することができる^{*2}. なかでも, PDS 70 ではギャップ内に惑星へのガス降着によるものだと考えられる H α 放射が検出されており, 円盤のリング・ギャップ構造は惑星-円盤相互作用

^{*1} <https://almascience.eso.org/alldata/lp/DSHARP>

^{*2} 惑星以外の形成メカニズムとしては水, アンモニアなどの雪線付近のダスト進化によるもの [6] やガスとダストの相互作用を考慮した円盤の永年不安定性によるもの [7] などがある. 本稿ではそれらの詳細には触れないがここに挙げたものについてはそれぞれ解説記事があるのでそちらをご覧ください.

用による形成が有力視されている。以下では、もしこれらの構造が惑星によって作られていた場合、惑星形成についてどのようなことがわかるのか、およびそこからどのような惑星形成シナリオが考えられるのかを議論したい。

2. 惑星によるリング・ギャップ形成

円盤ギャップが惑星によって作られたとする。その場合、惑星はギャップ内に存在しているはずなので、あとはギャップ構造と惑星質量の関係が明らかになれば形成中の惑星を特定することができる。さらに、次節で紹介する惑星移動およびガス降着による質量増加のモデルと組み合わせることで円盤からどのような惑星系が形成可能かも議論できる。ここでは、まずギャップと惑星の関係について解説する。

原始惑星系円盤で形成した惑星は周囲の円盤ガスとの重力相互作用によって密度波を立て、その密度波を通して周囲のガスと角運動量を交換する。その角運動量交換の結果、惑星軌道より内側のガスは角運動量を失い円盤内側に移動し、外側のガスは角運動量を得、さらに外側に移動する。すなわち、惑星軌道の内側でも外側でもガスは惑

星から離れる方向に動くことになる。その結果、惑星軌道に沿ってガス密度が減少したギャップ構造ができる（ギャップ形成についての詳しい解説は記事 [2, 3] をご覧いただきたい）。図3はガス-ダスト2流体数値シミュレーションで得られた木星質量の惑星周りのガスおよび ~ 1 cm程度の大きさのダストの面密度分布である。ガス分布には惑星軌道に沿って深いギャップ構造ができていることが分かる。一方でダストの分布はガスのようなギャップ構造ではなくリング構造になっていることが分かる。これは、比較的サイズの大きなダストはガスのギャップの外縁部の圧力極大点（圧力バンプと呼ばれる）に集積するためである。ミリ波・サブミリ波でこの構造がどのように見えるかはダストのサイズによっており、ダストが比較的小さくガスと良く混ざっている場合はギャップに、またサイズの大きなダストが多数を占めている場合には図3の右図のようなリングのように観測される（例えば論文 [9] 参照）。

上述のように、ギャップ形成は惑星と周囲のガスとの角運動量交換に起因している。しかし、原始惑星系円盤は乱流に起因する粘性があると考えられており、ギャップ構造は惑星がガスに与える

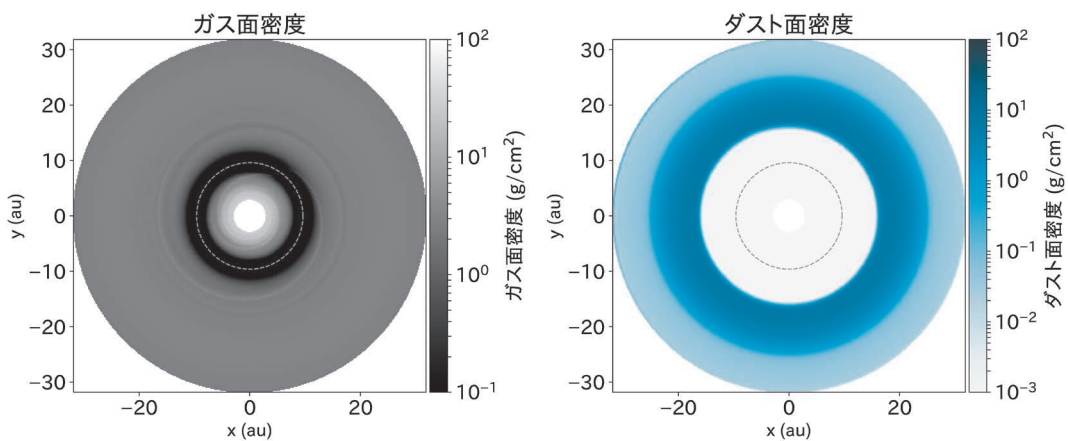


図3 木星質量周辺の原始惑星系円盤構造のガス-ダスト2流体数値シミュレーション結果の例。左図がガス分布、右図が比較的大きなダストの分布を表しており、点線は惑星軌道を表している。惑星周辺での円盤アスペクト比と粘性 α の値はそれぞれ0.05および 10^{-3} としている。詳しいセットアップは論文 [8] を参照していただきたい。

角運動量（惑星トルク）と粘性によって運ばれる角運動量のつり合いによって決まる．さらに，流体シミュレーションの結果を正しく再現するためには惑星によって立てられた波がどこで減衰するかも重要になってくる．波が十分惑星から離れた場所で減衰すると仮定すると，ギャップ底の面密度（ Σ_{\min} ）は以下の式で見積もることができる．

$$\frac{\Sigma_{\min}}{\Sigma_0} = \frac{1}{1+0.04K} \quad (1)$$

ここで， Σ_0 は惑星形成前のガスの面密度であり， K は以下で定義される無次元量である：

$$K \equiv \left(\frac{M_p}{M_*}\right)^2 \left(\frac{h_p}{R_p}\right)^{-5} \alpha^{-1} \quad (2)$$

ここで， M_p ， M_* はそれぞれ惑星及び中心星の質量， h は円盤のスケールハイト（音速とケプラー回転速度との比で円盤の典型的な厚みを与える）を表し，添え字 p は惑星の位置（ R_p ）での物理量を表している．また， α はアルファ粘性モデルにおけるガス粘性の強さを表す無次元パラメータであり，値が大きいほど強い粘性を表す．図4では式（1）と様々な

流体シミュレーションで得られたギャップの深さを比べている．また，図中には筆者らの研究以前の密度波の伝播を考慮しないモデルも一緒にプロットしている．密度波の伝播を考慮しないモデルは K が大きくなるほど流体計算で与えられるギャップよりも数桁深いギャップを予測しているが，筆者らのモデル（式1）は流体シミュレーションの結果と整合的な深さを与える．このモデルから， Σ_{\min} の深さのギャップが観測された場合，惑星質量は

$$M_p = 0.5 M_J \left(\frac{\Sigma_0 - \Sigma_{\min}}{\Sigma_{\min}}\right)^{1/2} \left(\frac{h_p/R_p}{0.1}\right)^{5/2} \times \left(\frac{\alpha}{10^{-3}}\right)^{1/2} \left(\frac{M_*}{1M_\odot}\right) \quad (3)$$

と見積もることができる．ここで， M_J は木星質量である．

密度波の伝播を無視する従来型のモデルでは，密度波と惑星の相互作用が最も強い場所，すなわち惑星から円盤スケールハイト程度離れた場所で主に角運動量が円盤ガスに受け渡される．そのため，予測されるギャップ幅はせいぜいスケールハイトの数倍程度である．一方で，密度波の伝播を考える場合は，ギャップの幅は密度波がどの程度伝播することができるかで決まる．式（1）が要求するのは密度波が十分遠方にまで伝播することのみで，具体的な幅について決定することはできない．そこで，筆者らは数値流体シミュレーションを用いてギャップ幅と惑星質量，円盤スケールハイトや粘性との関係を調べた [1]．ギャップの端をガス面密度が Σ_0 の半分になった場所として測ったギャップの幅が図5である．この図から，ギャップの幅は以下の経験式で良くフィットできることがわかった．

$$\frac{\Delta_{\text{gap}}}{R_p} = 0.41 K'^{1/4}, \quad (4)$$

$$K' \equiv \left(\frac{M_p}{M_*}\right)^2 \left(\frac{h_p}{R_p}\right)^{-3} \alpha^{-1} \quad (5)$$

ここで K' はギャップ深さのパラメータ K に似て

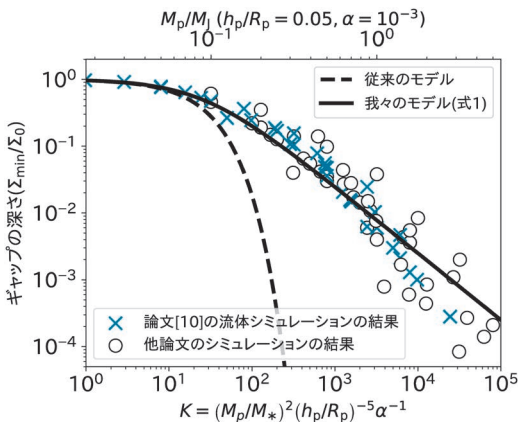


図4 ギャップの深さと惑星質量を含む無次元パラメータ K との関係．図中の破線は密度波の伝播を考えない従来モデルによる予測値で，実線は密度波の伝播を考えた我々のモデルの予測値（式1）である（論文 [10] の図を改変）．

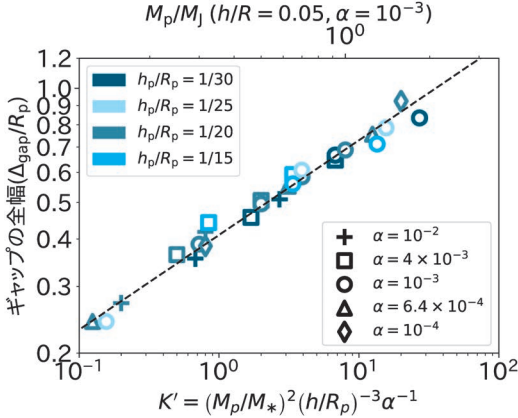


図5 ギャップ幅と無次元パラメータ K' (式5) との関係 (論文 [1] の図を改変). 点線は式 (4) を表す.

いるが K に $(h_p/R_p)^2$ をかけた量になっている. 式 (4) を用いると, 幅が Δ_{gap} のギャップが得られた場合, その中の惑星の質量は以下のように見積もることができる.

$$M_p = 2.1 M_J \left(\frac{\Delta_{\text{gap}}}{R_p} \right)^2 \left(\frac{h_p/R_p}{0.05} \right)^{3/2} \left(\frac{\alpha}{10^{-3}} \right)^{1/2} \quad (6)$$

ここまではガスのギャップについて話を進めてきたが, 実際にALMAで観測されるのは多くの場合ダストの熱放射であるため, 式 (3) や式 (6) をALMAの観測結果に適用するにはガスとダストの分布の違いを考慮する必要がある. ガスとダストの分布の違いは以下のストークス数というダストのガスへの追従性を表すパラメータによってよく議論される.

$$St = \frac{\pi s_{\text{dust}} \rho_{\text{dust}}}{2 \Sigma_{\text{gas}}} \quad (7)$$

ここで, s_{dust} と ρ_{dust} はダストのサイズと内部密度を表す. St が十分小さい場合, すなわちダストサイズが小さくガス密度が大きい場合にはダストはほとんどガスと同様に運動し, それらの分布はほとんど同じと見なせる. 一方で, St が大きい場合にはダストの運動はガスと大きく異なり, その分布も図3のように異なる. 原始惑星系円盤で実際

のダストサイズおよびガス量を測定することは難しい問題であるが, 現実的な円盤ガス質量およびダストサイズ分布を用いたガス-ダストの2流体数値シミュレーション [9] ではダストギャップはガスギャップよりも広く, 深くなるが示されている. 従って, 式 (3) や式 (6) で与えられる質量は惑星質量の上限値であることに注意する必要がある. これらの違いは筆者らの最近の論文 [11] でも議論しているのので, ご興味のある方は是非ご覧いただきたい.

さて, ガスとダスト分布の違いという不定性はあるものの惑星が作るギャップの深さと幅の関係がそれぞれ独立に求めることができたので, この2つから以下の惑星が作るギャップの深さと幅が満たすべき関係式を求めることができる.

$$\frac{\Delta_{\text{gap}}}{R_p} \left(\frac{\Sigma_{\text{min}}}{\Sigma_0 - \Sigma_{\text{min}}} \right)^{1/4} \left(\frac{h_p}{R_p} \right)^{-1/2} = 0.92. \quad (8)$$

もし観測されたギャップが惑星によるものであれば上記の関係式を観測誤差の範囲内で満たすはずである. 現状では, 深いギャップの底の放射を正確に見積もることが難しいが, 例えばTW Hyaで観測されたギャップでは式 (8) を満たすことが確認されている [12].

3. 惑星進化の素過程: 惑星移動とガス降着

3.1 惑星移動

ここまでは惑星と円盤の相互作用によって作られるガス円盤構造に焦点を当ててきたが, ここからは惑星の軌道および質量の進化について議論していきたい. 上述のように惑星は惑星軌道内側・外側のガスとそれぞれ角運動量を交換することによってギャップを作るが, 内側と外側のガスとやり取りした角運動量の差が正味に惑星が受け取る角運動量ということになる. 背景の円盤ガス密度や温度分布にもよるが, 多くの場合, 惑星は角運動量を失い内側に移動することになる. 惑星が十

分小さくギャップ形成を無視できる場合の惑星移動を Type I 型, ギャップを開けた場合の移動は Type II 型と呼ばれる. 特に Type II 型惑星移動は, 80 年代に提唱された, ギャップの形成によって惑星軌道を横切る流れは完全に妨げられ相互作用が無視できるほどギャップ内のガス密度は低下するため惑星は外側から粘性ドリフト速度で落下するガスに押される形で内側に移動するというモデルが広く受け入れられていた [13]. しかし, 近年行われた数値流体シミュレーションでは上記のモデルが仮定するほどギャップは深くならず, 木星質量程度の惑星では惑星軌道を横切るガス流をせき止めることが難しいことが報告されていた [14, 15]. また, 前節で紹介したギャップモデルにおいても惑星はむしろギャップ内のガスと相互作用していることが示されていた. そこで, 筆者らは様々な惑星質量, 円盤温度, 粘性で惑星移動速度を調べ, 移動速度はギャップ内のガスの面密度に比例することを明らかにした [16]. 以下では移動速度の代わりによく使われる量である惑星移動の時間スケール ($=R/v$, R , v はそれぞれ惑星の軌道長半径と動径移動速度) を使うことにしよう. ギャップがない Type I の段階で予測される移動時間スケールを τ_1 とする. 惑星移動速度はギャップ形成に伴い遅くなり, 惑星移動時間は長くなる. 従って, 前節のギャップモデル (式 1) を用いて惑星移動の時間スケール τ_{mig} は

$$\tau_{\text{mig}} = \frac{\Sigma_0}{\Sigma_{\text{min}}} \tau_1 = (1 + 0.04K) \tau_1 \quad (9)$$

と表すことができる. 図 6 は式 (9) と数値計算の結果の比較である. 数値計算の結果は惑星のごく近傍のガス流に起因する共回転トルクなどの影響により多少ばらついているが, 大まかな傾向は式 (9) と一致しており, パラメータ K を用いて記述できることが分かる. K が $1/0.04=25$ よりも小さい場合には惑星移動速度は τ_1 程度になり, ギャップの影響はほぼ無視できる. 一方で, $K \gg$

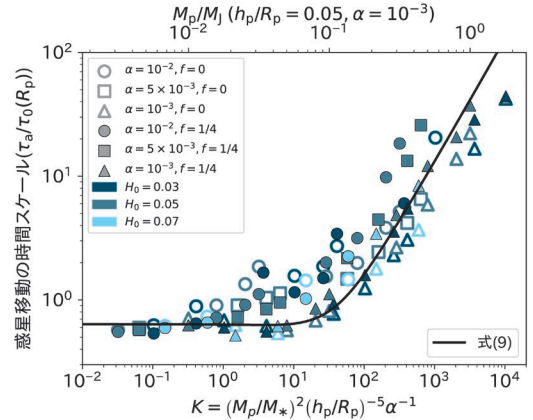


図 6 シミュレーションで得られた惑星移動の時間スケールと無次元パラメータ K の関係. ここで, $\tau_0 = (M_p/M_*)^{-2} (h_p/R_p)^2 (M_p/2\Sigma_0 R^2) \Omega_p^{-1}$ (論文 [16] の図を改変).

25 の場合にはギャップ形成による惑星周辺のガス密度減少によって惑星移動速度は大幅に遅くなり, τ_{mig} は K に比例して長くなる. Type I 移動と Type II 移動の境界は $K \approx 25$, 惑星質量に換算すると,

$$M_{\text{trans}} = 30 \left(\frac{\alpha}{10^{-3}} \right)^{1/2} \left(\frac{h_p/R_p}{0.05} \right)^{5/2} \left(\frac{M_*}{1M_\odot} \right) M_\oplus \quad (10)$$

で与えられる. ここで, M_\oplus は地球質量を表す. この結果は Roman Rafikov 氏による粘性の効果を取り入れた線形計算で示唆されるギャップの開口条件 [17] とよく一致している.

3.2 惑星への質量降着

ある程度質量が大きくなってくると, 惑星は周りの円盤ガスを取り込み巨大なガスのエンベロープを形成する. この過程は谷川亨行氏や田中秀和氏によって詳しく調べられているが [18, 19], そのモデル化に前節のギャップモデルも用いられているのでここで簡単に紹介したい. 谷川亨行氏による数値流体シミュレーションによると [20], 惑星に降着可能なガスは惑星から 2 倍のヒル半径程度離れた限られた降着域にあるガスのみであり, 惑星へのガス降着率は降着域のガス面密度を Σ_{acc}

として,

$$\dot{M}_p = D \Sigma_{\text{acc}} \quad (11)$$

$$D = 0.29 \left(\frac{h_p}{R_p} \right)^{-2} \left(\frac{M_p}{M_*} \right)^{4/3} R_p^2 \Omega_p \quad (12)$$

として与えられる。ここで、 Ω_p は惑星の位置でのケプラー角速度を表す。ガス降着を開始するような比較的大きな惑星が作るギャップは多くの場合、惑星のヒル半径よりも広いギャップを作ることが分かっているので降着域のガス面密度として式(1)で与えられる面密度を用いる、従って $\Sigma_{\text{acc}} = \Sigma_{\text{min}}$ とすると、ギャップを開けた惑星へのガス降着率を見積もることができる。惑星質量が小さく $K \ll 25$ の場合には、 Σ_{acc} はほぼ背景のガス面密度と同じであり、惑星へのガス降着率は惑星質量の4/3乗で大きくなっていく。一方で、 $K \gg 25$ の場合、ギャップ形成によって降着域のガス面密度は D が大きくなるよりも早く減少するため、惑星へのガス降着率は惑星質量が大きくなると減少する($\dot{M}_p \propto M_p^{-2/3}$)。このような傾向は2次元および3次元の流体シミュレーションで得られている惑星への降着率とよく一致していることが確かめられている[18]。しかし、木星質量を超える惑星においてもっと低い降着率を示唆するシミュレーション結果[21]も報告されている。反対にそのような超巨大惑星は非常に大きな離心率をもつギャップによってより大きなガス降着率になるというシミュレーション結果も報告されており[22]、木星質量を超える惑星への降着については今後の更なる研究が待たれる。

4. 惑星形成モデルの構築に向けて

ギャップと惑星質量の関係を用いることで観測結果から円盤内で形成中の惑星の分布を知ることができる(第2節)。さらに、円盤内での惑星進化は、第3節で紹介した惑星の軌道・質量進化モデルから知ることができる。上記のモデルを用いることで、ALMAやSubaru望遠鏡の観測結果が示唆する惑星

分布を初期条件としてその惑星系がどのように円盤内を進化するのかを調べることが可能になった。

例えば、非常に若い星HL Tauに付随する原始惑星系円盤に多数のリング・ギャップ構造があることが知られている。数値流体シミュレーションからは、HL Tau円盤のギャップ構造は、非常に幅が細いギャップや浅いギャップを除く3つのギャップが惑星によるものだと考えられており、それぞれ質量、位置を見積もることができる[10]。東京大学大学院生のShijie Wang氏と共同で行った研究[23]ではそのように求めた惑星分布を惑星の初期条件にし、第3節の惑星移動およびガス降着モデル、およびガス円盤構造の時間進化を考慮した惑星軌道計算を実行し、どのような惑星系が形成可能かを調べた。その結果、最終的な惑星質量や惑星位置は円盤ガス質量や円盤ガスの散逸時間、粘性といったものに依存するが、多くの場合、主系列星の典型的な寿命である10 Gyrにわたって力学的に安定な系ができることが分かった。また、多くの場合、隣り合う惑星の軌道周期の比が2よりも少し大きくなる傾向があることが分かった。このような特徴はPDS 70やHR 8799の円盤で見つかっている比較的中心星から離れた位置(≥ 20 au)で検出されている巨大惑星と整合的である。しかし、予測される巨大惑星は最も中心星に近いものでも ~ 10 au程度にでき、力学不安定もおこりにくいことから、 ~ 0.1 auの軌道を持ついわゆるホットジュピターの形成は難しいことが分かった。この結果は、孤立した惑星の場合を調べた田中秀和氏の研究結果[19]とも一致する。

一方で、井田茂氏によるPopulation synthesisシミュレーション[24]では、もう少し円盤内側での惑星形成を考え、さらにある程度惑星が成長すると質量増加が抑制されるモデルを用いると ~ 1 auより内側で観測されている巨大惑星の分布を良く再現するということが報告されている。第3節の惑星へのガス降着モデルは惑星付近に流れ込むガスのみを考え降着率を決定しているが、周惑

星円盤の詳細構造やそこからのアウトフローなどの影響で過大評価になっている可能性もあり、そういったことを考慮すればWang氏の計算と井田氏のPopulation synthesisシミュレーションの良いところをするような遠方惑星およびホットジュピターなどの短周期惑星の両方を説明できるモデルを構築することができるかもしれない。また、惑星移動についても惑星ギャップ外縁部に集積したダストの影響[8]や円盤の自己重力などの影響が無視できない可能性があり、今後の研究に期待したい。

謝 辞

この度は2020年度欧文研究報告論文賞をいただき大変光栄に思います。共著者の武藤恭之氏、田中秀和氏、谷川享行氏、竹内拓氏、塚越崇氏、百瀬宗武氏、ならびに推薦者、選考委員の方々に感謝いたします。また今回の受賞させていただいた研究は、田中秀和氏との共同研究から始まったものです。今回受賞に至ったのも大学院時代から田中秀和氏のときに厳しいご指導の賜物だと思っております。この場をお借りして御礼申し上げます。また、惑星移動に関する研究はシュチェチン大学Ewa Szuszkiewicz教授との共同研究で、円盤ギャップ構造を初期条件とした惑星軌道計算は東京大学のShijie Wangさんを筆頭として、須藤靖教授、林利憲さんと共に行いました。共著者の皆様にお礼申し上げます。本研究はALMAによる原始惑星系円盤の高解像度観測および国立天文台天文シミュレーション(CfCA)のスーパーコンピューターCray XC 30およびXC 50を用いた高解像度数値シミュレーションよってはじめて可能になりました。ALMAおよびCfCA関係者の皆様に深く感謝申し上げます。図2にはALMAサイエンスアーカイブの以下プロジェクトIDのデータを使わせていただきました：

2017.1.00940.S, 2017.1.01151.S, 2017.1.01678.S, 2017.1.01460.S, 2017.1.01460.S, 2017.1.01460.S,

2017.1.01167.S, 2018.1.00689.S, 2018.1.00945.S, 2018.A.00030.S, 2015.1.00686.S, 2016.1.01370.S.

参考文献

- [1] Kanagawa, K. D., et al., 2016, PASJ, 68, 43
- [2] 金川和弘, 2017, 天文月報, 110, 262
- [3] 金川和弘, 2015, 遊星人, 24, 332
- [4] ALMA Partnership, et al., 2015, ApJ, 808, L3
- [5] Andrews, S. M., et al., 2018, ApJ, 869, L41
- [6] 奥住聡, 2019, 遊星人, 28, 285
- [7] 富永遼佑他, 2019, 遊星人, 28, 172
- [8] Kanagawa, K. D., 2019, ApJ, 879, L19
- [9] Zhang, S., et al., 2018, ApJ, 869, L47
- [10] Kanagawa, K. D., et al., 2017, PASJ
- [11] Wang, S., et al., 2021, ApJ, 923, 165
- [12] 塚越崇, 2017, 天文月報, 110, 256
- [13] Lin, D. N. C., & Papaloizou, J., 1986, ApJ, 307, 395
- [14] Duffell, P. C., et al., 2014, ApJ, 792, L10
- [15] Dürmann, C., & Kley, W., 2015, A&A, 574, A52
- [16] Kanagawa, K. D., et al., 2018, ApJ, 861, 140
- [17] Rafikov, R. R., 2002, ApJ, 572, 566
- [18] Tanigawa, T., & Tanaka, H., 2016, ApJ, 823, 48
- [19] Tanaka, H., et al., 2020, ApJ, 891, 143
- [20] Tanigawa, T., & Watanabe, S., 2002, ApJ, 580, 506
- [21] Li, Y., et al., 2021, ApJ, 906, 52
- [22] Kley, W., & Dirksen, G., 2006, A&A, 447, 369
- [23] Wang, S., et al., 2020, ApJ, 891, 166
- [24] Ida, S., et al., 2018, ApJ, 864, 77

Formation and Evolution of Giant Planets in Protoplanetary Disks

Kazuhiro KANAGAWA

College of Science, Ibaraki University, 2-1-1 Bunkyo, Mito, Ibaraki 310-8512, Japan

Abstract: After the first detection of the exoplanet in 1995, many exoplanets have been detected, which reveals that exoplanets universally exist. Moreover, protoplanetary disks, which are the birthplace of planets, have been actively observed by e.g., Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA) and Subaru telescope, and these observations have found the disks with gap/ring structures which are thought to be induced by planets. How can we address the fundamental question of how planets were formed? In this article, we review how to identify the planet from an observed gap profile, and how the planets evolve in the protoplanetary disks, by focusing on my studies.