

# ダストと乱流の詳細モデルが明らかにした 微惑星形成の新描像



奥住 聡

〈東京工業大学理学院 地球惑星科学系 〒152-8551 東京都大田区大岡山 2-12-1〉

e-mail: okuzumi@geo.titech.ac.jp

キロメートルサイズの固体小天体である微惑星の形成は惑星形成の第一歩である。微惑星は原始惑星系円盤の中のダスト粒子から形成されると考えられているが、その詳細は謎に包まれている。本稿では、衝突合体に伴うダストの密度進化と、原始惑星系円盤の磁気乱流の性質に関する筆者の研究の成果を紹介し、これらが微惑星形成の理解をどのように前進させたのかを明らかにしたい。

## 1. はじめに

近年の太陽系外惑星探索の進展により、太陽系外惑星と認定された天体の数は今や3,000を超えた。発見された惑星の大部分は、海王星よりも小さな半径をもつ惑星であり、およそ二つに一つ以上の太陽型星がこのような惑星を有していると推定されている<sup>1)</sup>。これらの比較的小さな惑星の多くは、太陽系の地球型惑星（水星・金星・地球・火星）や巨大氷惑星（天王星・海王星）のように、固体が質量の大部分を担っていると予想されている。このような固体惑星の原材料は究極的には、原始惑星系円盤（若い星を取り囲むガスの円盤）に含まれていたミクロンサイズあるいはそれより小さなダスト粒子である。10<sup>-10</sup> gに満たない微小な粒子が、10<sup>27</sup> gを超える巨大な固体の塊を作るという驚くべきことが、若い星の周りで起こっているのである。この質量にして約40桁にわたる固体の成長史の全貌を明らかにすることが、惑星形成論の究極目標の一つである。

惑星形成の理論研究はすでに約半世紀に近い歴史をもつが、現在でも大きな謎とされているのが「微惑星」の形成である。微惑星とは、1-100 km程度の大きさをもつ仮想的な固体小天体のことで

あり、原始惑星系円盤のダスト粒子はいったん微惑星へと成長したのちに固体惑星やガス惑星のコアを作ったと考えられている。ところが、後で詳述するように、ダスト粒子が物理吸着（分子間力）によって微惑星のサイズにまで合体し続けることは、必ずしも容易ではない。また、ダストの衝突合体が遅いと、それらは微惑星になる前に中心星に落下してしまうという問題もある。70-80年代に構築された惑星形成の古典モデル<sup>2)</sup>は、ダストの合体成長に関するこれらの困難を回避するため、ダストの群れが自己重力不安定によって一気に寄せ集まって微惑星を形成するという説を採用した。しかしながら、円盤の中に僅かにでも乱流があると、小さなダスト粒子は容易に拡散され、重力不安定は妨害されてしまう<sup>3)</sup>。近年、「ストリーミング不安定」と呼ばれるガスとダストの2流体不安定がダストの重力不安定を引き起こすというシナリオが提唱されているが<sup>4)</sup>、この不安定も小さなダスト粒子では起こりにくい。したがって、重力不安定による微惑星形成といえども、ある程度の大きさのダストの塊が形成されていることを必要とする。

このように、最終的にどのような過程で微惑星が形成されるかに関わらず、ダストがどの程度の

大きくなるまで衝突合体し続けられるかが重要である。筆者はこのような認識のもと、固体微粒子の衝突合体過程と、固体の衝突速度を大きく左右する原始惑星系円盤の乱流状態の詳細なモデル化に取り組んできた。本稿では、今回の天文学会研究奨励賞の受賞理由に挙げていただいた、低密度ダストの急速成長現象の発見、ならびに円盤磁気乱流の定量モデル化と惑星形成への応用について紹介したい。

## 2. ダストの付着合体

ミクロンサイズ程度のダスト粒子は、接触すると分子間力（ファンデルワールス力や水素結合）によって互いに吸着し合体する。もちろん、ダスト粒子やその塊があまりに高速で衝突してしまうと、合体できずに跳ね返ったり、あるいは互いを破壊してしまう。原始惑星系円盤のダスト粒子が付着合体を通じてどのくらい大きく成長できるかを知るには、粒子がどのくらいの大きさの付着力をもつか、そして粒子の塊がどのくらいの速度で円盤の中を運動するかの2点を理解する必要がある。筆者の研究の紹介に入る前に、上記の前者の点に関する最新の知見を整理して紹介しておく。

ダスト粒子およびその塊の付着力は、2000年以降の室内実験・理論計算によって盛んに調べられてきた。理論計算の代表的なものは、千葉工業大学の和田浩二氏や東北大学の田中秀和氏（所属は現在）らのグループによる、微粒子の付着モデルに基づくダスト塊の衝突数値シミュレーション<sup>5)-7)</sup>であり、室内実験と並んで有力な研究手法となっている。

近年の研究の結果、ダストが衝突破壊を免れて成長し続けられるかどうかは、ダストの組成（岩石か氷か）に大きく左右されることがわかってきた。図1は、近年の実験および理論計算によって求められた、さまざまな微粒子の限界付着速度（付着合体可能な最大の衝突速度）をまとめたものである。図中の2本の斜めの帯は、和田氏らの

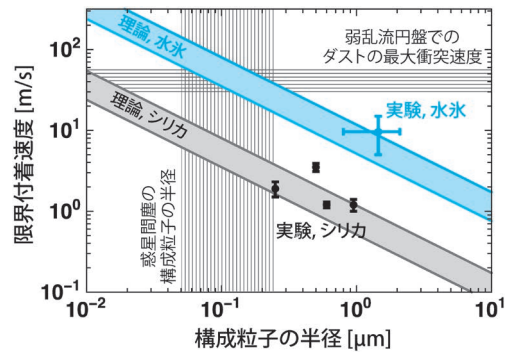


図1 固体微粒子およびその塊の限界付着速度の比較。塊を構成する粒子の半径を横軸にとっている。黒色および青色の斜めの帯はそれぞれ、シリカおよび水氷に対する理論値<sup>5), 6)</sup>を示す。黒色および青色の印それぞれ、シリカ<sup>9), 10)</sup>および水氷<sup>11)</sup>の実験値である。縦方向および横方向の網掛けはそれぞれ、惑星間塵の構成粒子の典型的な半径<sup>13)</sup>と、乱流の弱い原始惑星系円盤におけるダスト塊の最大衝突速度を示す。

衝突数値シミュレーション<sup>5), 6)</sup>が予想する微粒子の塊の限界付着速度を、水氷と岩石系物質のシリカ ( $\text{SiO}_2$ ) のそれぞれに対して示したものである。微粒子の付着理論によると、微粒子の限界付着速度は粒子半径の $-5/6$ 乗に比例する<sup>8)</sup>ので、塊の構成粒子の半径を図の横軸にとっている。数値シミュレーションによると、 $0.1 \mu\text{m}$ の水氷もしくはシリカの微粒子で構成される塊は、それぞれ $40\text{--}80 \text{ m s}^{-1}$ 、 $4\text{--}8 \text{ m s}^{-1}$ を超える衝突速度で大規模に壊れる。それ以下の衝突速度では、塊は小規模な破片放出を伴いながらも合体する。水氷のほうがシリカよりも付着しやすいのは、水氷の表面は水素結合で引き合うのに対し、シリカのような岩石物質の表面はより弱いファンデルワールス力で引き合うためである。上記の理論予想は、実験室における粒子付着実験の結果<sup>9)-11)</sup>（図1のデータ点）とおおむね整合的である。最近では、無極性分子である二酸化炭素の氷の付着実験も行われ<sup>12)</sup>、二酸化炭素氷の付着力がシリカと同程度であることが明らかになった。このことも、氷

の付着力が水素結合に起因していることを裏づけている。

水氷と岩石物質の付着力の違いは、原始惑星系円盤におけるダストの進化や微惑星形成を考える上で非常に重要である。原始惑星系円盤の中でダストの塊の衝突速度の最大値は、円盤乱流が弱ければおよそ  $30\text{--}50\text{ m s}^{-1}$  である。円盤における微粒子の代表サイズは正確にはわかっていないが、現在の太陽系の惑星間塵のうち彗星起源と考えられるもの（惑星形成初期におけるダストに近い姿をしていると考えられる）を見てみると、構成粒子の半径はおよそ  $0.05\text{--}0.25\text{ }\mu\text{m}$  である<sup>13)</sup>。原始惑星系円盤でダストの塊を構成する微粒子の半径がこの範囲内にあったと考えると、図1より、岩石質のダストの塊は円盤内での高速衝突で大規模に壊れてしまうことがわかる。一方、水氷に覆われたダストの塊であれば、大規模破壊をぎりぎり免れることがわかる。

### 3. ダストの内部密度進化と急速成長

太陽系の木星以遠の惑星の固体部分や彗星は、氷を多量に含む微惑星から形成されたと考えられている。氷で覆われたダストが衝突破壊を免れるほどに高い付着力をもつ点は、古典的な惑星形成理論では考慮されていなかったことである。したがって、氷ダストの単純な付着合体で氷微惑星が形成される可能性を、今一度再考してみる価値がある。

ダストの直接合体成長によって微惑星が形成されるためには、大規模な衝突破壊のほかにもう一つの壁を越える必要がある。それは、すぐあとで説明する、中心星方向への急速な軌道移動（落下）現象である。筆者らは、これまでの研究<sup>14)</sup>において、このいわゆる「ダスト落下問題」が、ダストの付着成長物の内部密度進化によって解決されうることを明らかにした。ダストから微惑星へ至る固体の密度進化過程の解明については、ハイデルベルク大学の片岡章雅氏（所属は現在）も

大きな貢献をしており<sup>15), 16)</sup>、その概要は片岡氏の天文月報記事<sup>17)</sup>にまとめられている（本章の最後でも簡単に言及する）。本章では、筆者が主導した研究の背景と内容について簡潔に紹介していくことにする。より詳細については、筆者の惑星科学会誌の記事<sup>18)</sup>をご覧ください。

#### 3.1 微惑星形成に対するダスト落下の壁

ガス円盤の中でダストの軌道が移動することは、理論的には1970年代から知られている<sup>19)</sup>。中心星の近くほどより高圧であるようなガス円盤の中では、固体は一般にガスよりも速く公転しようとする。つまり固体は円盤ガスの向かい風を受けながら公転する。この向かい風の抵抗力は、固体の公転角運動量を奪う方向にはたらく。このため、固体は公転しながらだんだんと中心星の方向に移動することになる。これがダストの中心星への落下と呼ばれる現象である。落下速度はサイズに依存し、微粒子と微惑星の間くらいの大きさの固体粒子が特に速く落下する。例えば、コンパクトなダストの塊を仮定すると、落下が最速になるのは塊のサイズが1 m程度のときである。

この落下運動が惑星形成にとって厄介なのは、上で述べたような中間のサイズの塊の落下が、合体成長するよりも速く進行してしまう点にある。落下速度の最大値はおよそ  $10\text{ m s}^{-1}$  で、これは1天文単位を約100年で移動してしまう速度である（ガス円盤の寿命ははるかに長く、数百万年程度）。標準的な原始惑星系円盤のモデルを用いてダストの成長・軌道移動を計算すると、円盤の大部分のダストは1-10 cm程度の塊にまで成長したところで、地球軌道よりも内側へと移動してしまう<sup>20)</sup>（3.3節も参照）。これはダストの直接合体成長を通じた微惑星形成に対する大きな障害であり、いかにしてこの問題を解決もしくは回避するかが惑星形成モデルの長年の課題となっていた。

#### 3.2 ダストの超低密度化

固体がガスから受ける抵抗力は、物体のサイズだけでなく内部密度にも依存する。したがって、

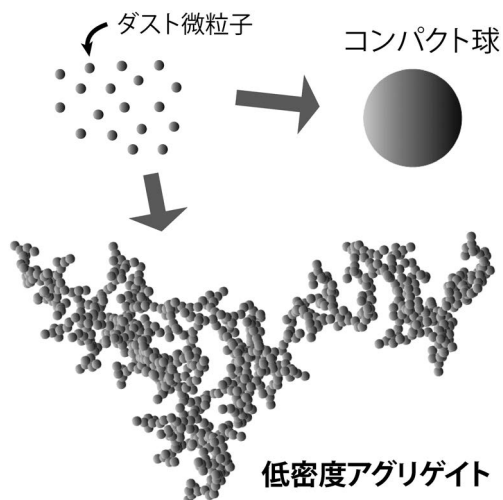


図2 ダストの付着合体に伴う内部密度進化. 過去の惑星形成モデルは、ダスト微粒子の付着成長物がコンパクトな球で近似できると仮定していた. 実際には、微粒子は衝突合体を通じて、低密度のクラスター（アグリゲイト）へと進化していく. ここでは、コンパクト球と低密度アグリゲイトは等しい質量をもつと仮定している.

ダストの塊の内部構造を正しく仮定することは、ダストの運動を定量的に正しく評価するうえで重要である. 大気エアロゾルの研究分野ではよく知られているように<sup>21)</sup>、固体微粒子が低速度で付着合体を繰り返すと、内部密度の極めて低い「すかすかな」集積体（アグリゲイト）が形成される（図2下）. 一方、従来の惑星形成モデルは、ダストの集積体が空隙のないコンパクトな球で近似できると仮定してきた（図2右上）. 円盤中のダストは大きくなると高速で衝突するようになるので、ある程度成長したダストは衝突時の衝撃で容易に潰れてしまうだろう、と思われてきたためである.

ところが最近、前述の和田・田中らのグループの衝突数値実験によって、低密度のアグリゲイトは衝突合体ではなかなかつぶれないことが明らかになってきた. 具体的には、似たようなサイズのアグリゲイトを高速度で衝突合体させても、合体後

の内部密度はある値より大きくならないことがわかったのである<sup>22)-24)</sup>. 一般に、衝突して接触した直後の二つのアグリゲイトの間には、それらのサイズに匹敵する大きさの空隙ができる. 高速衝突では、この大きな空隙は衝突時の衝撃で部分的に潰されるが、シミュレーションの結果によると、どうしてもある程度のサイズの空隙が残ってしまう. この新しい空隙の導入が、衝突圧縮によるアグリゲイトの密度上昇を部分的に打ち消していると考えられている<sup>23), 24)</sup>. 彼らの数値計算の結果に基づくと、何と $10^{-4} \text{ g cm}^{-3}$ 、つまり、物質密度（水であれば約 $1 \text{ g cm}^{-3}$ ）より約4桁も低い内部密度をもつすかすかの塊が原始惑星系円盤で形成されるという驚くべき結論が導かれる<sup>23), 24)</sup>.

### 3.3 低密度アグリゲイトの急速成長

D2の学生だった2008年頃、惑星形成の研究をやってみようと思い始めた筆者は、当時北海道大学にいた田中氏らのもとに弟子入りし、低密度アグリゲイトの形成に関する一連の研究に触れる機会をもった（余談だが、それより前は筆者は相対論の研究をしていた）. 筆者の博士論文のテーマは、微小な低密度ダストの成長に対する帯電の影響<sup>25)-27)</sup>であり、この研究の過程で、ダストの集団のサイズ分布と内部密度の進化を矛盾なく計算する統計的計算法を開発していた<sup>28)</sup>. より大きく成長した極低密度のアグリゲイトがどのように成長・軌道移動するかに興味をもった筆者は、ポストク2年目の2011年頃から、この統計的計算法を発展させ、ダストの成長・密度進化・軌道移動の三つを同時に考慮した世界初の円盤ダスト進化シミュレーションに取り組み始めた<sup>14)</sup>. この計算は、半径が $0.1 \mu\text{m}$ のダスト粒子が円盤に一樣に存在している状況を初期条件とし、各軌道でのダストの衝突合体と軌道移動を追跡するものである. 個々の粒子の進化を追うのではなく、粒子のサイズ分布と各サイズに対応する内部密度を考えて、これらの時間進化を統計的に追うような計



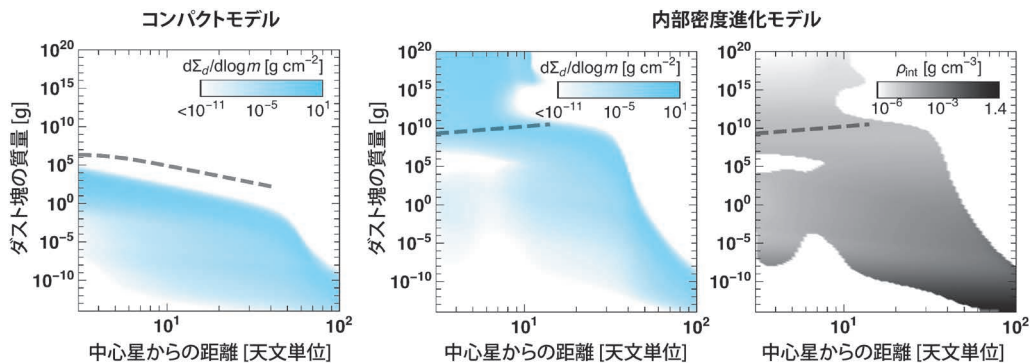


図3 原始惑星系円盤におけるダスト進化に対する密度進化の影響。左パネルは従来のコンパクト球モデルを用いたダスト進化シミュレーションの結果であり、ダストの進化開始から10万年が経過した時点での、ダストの軌道・サイズ分布（塊の質量1桁あたりのダストの面密度 $d\Sigma_d/d\log m$ ）を示している。中央のパネルは、左パネルと同様の空間・サイズ分布を、われわれの内部密度進化モデルを用いたシミュレーションで見たものである。右パネルは、このシミュレーションから得られるダストの内部密度を、ダストの質量および軌道半径の関数として表したものである。文献14の図2および5を改変。

算となっている。合体に伴うアグリゲイトの密度変化は、衝突数値実験の結果を再現する解析モデル<sup>29)</sup>を用いて決定している。

筆者らのシミュレーションの結果を図3に示す。左のパネルは、従来のコンパクト球を仮定した場合の計算結果を表したもので、ダストの進化開始から10万年が経過した時点での各軌道半径でのダストのサイズ分布を示している。落下速度が最大になるサイズを図中の破線で示しているが、これを超える大きさのダストが見られないのわかる。これは、ダストが落下よりも速く成長し続けることができず、破線のサイズに到達する前に中心星の方向へ流れ落ちてしまっているためである。これが、従来言われてきた「ダスト落下問題」と呼ばれるものである。

このような古典的な描像は、ダストの密度進化を考慮すると一変する。図3の中央のパネルは、左パネルと同様のスナップショットを、内部密度進化を考慮したシミュレーションの結果から作成したものである。こちらのモデルでは、10天文単位より内側で、ダストが落下の壁（破線）を大

きく突破して、彗星或小惑星サイズの天体になるまで成長しているのがわかる。落下が最速になる段階でのダストの内部密度は、およそ $10^{-4}$ – $10^{-5}$   $\text{g cm}^{-3}$ となっており、前述のとおり極めて低密度である（図3の右パネル）。

以上の結果は、ダストが著しく低密度化すると、円盤の広い範囲で落下するよりも速く成長できるようになることを示している。この急速成長のメカニズムは、残念ながら直観的な説明がないのだが、本質的な点は以下のようにまとめることができる。ダストの塊の合体頻度は、円盤の中での塊の衝突速度に比例し、そして衝突速度や落下速度は塊が円盤ガスから受ける抵抗で決まる。物体の受けるガス抵抗の大きさは、物体がガス分子の平均自由行程よりも小さいか大きいかで定性的に変わってくる\*1。われわれが明らかにしたことは、「物体がガスの平均自由行程よりも大きい場合は、塊の内部密度が低くなるほど塊の合体頻度が高くなる」ということである。これはわれわれの数値シミュレーションと解析計算の両面から確かめられた<sup>14), 18)</sup>。このような急速成長モードが

\*1 前者と後者の場合に物体が従う抵抗則を、それぞれエプスタイン則、ストークス則と呼ぶ。厳密には、ストークス則は物体の周囲の流れのレイノルズ数が1より小さいときにのみ成り立つが、そのことはここでは本質的でない。

これまで知られていなかった理由は簡単で、コンパクトな球を仮定してダストの成長・軌道移動を計算すると、ダストの半径がガスの平均自由行程よりも大きくなる前に、ダストが落下してしまうのである。

以上をまとめると、ダストが衝突合体を通じて低密度のアグリゲイトへと進化することを考えるだけで、微惑星形成の大問題の一つであるダスト落下問題が解決されることが明らかになった。水氷のダストが衝突破壊の壁を越えて成長し続ける点(2章参照)まで考えれば、ダストの付着合体による微惑星の直接形成に対する2大問題が、少なくとも氷微惑星については解決される見通しが立ったことになる。ダストの付着合体および構造進化に関する基礎的な理解が、微惑星形成を合理的に説明する道を次々と照らし出してきたことは、非常に興味深い。

ここで紹介した筆者の当時の計算には一つ問題があった。ダストがどこまで成長しても内部密度が上昇に転じることはなく、小惑星や彗星のような「常識的な」内部密度( $\geq 0.1 \text{ g cm}^{-3}$ )をもつ微惑星が形成されなかったのである。この問題を解決したのが片岡氏の主導した研究であり、ダストの塊の自重による圧縮を考慮すると、彗星程度の質量の塊は必然的に $0.1 \text{ g cm}^{-3}$ 程度の内部密度をもつようになることが示された<sup>15),16)</sup>。

#### 4. 円盤の磁気乱流とダスト進化

ここでダストの衝突合体の話題に戻る。2章での議論では、原始惑星系円盤の乱流は十分に弱く、ダストの塊の衝突速度に影響を与えないという仮定を置いていた。以下で説明するように、こ

の仮定が現実に成り立つかどうかは必ずしも明らかでない。この節では、円盤乱流の強さに現実的な制約を与えるために筆者が取り組んできた研究を紹介する。

##### 4.1 円盤乱流の不定性と惑星形成の不定性

前説でも強調したように、原始惑星系円盤におけるダストの運動は、ガスから受ける抵抗に大きく左右される。円盤のガスが乱流状態にあると、抵抗力を通じてダストのランダムな運動が引き起こされる。したがって一般に、円盤の乱流が強いほどダストはより大きな衝突速度をもつ。

原始惑星系円盤のサイズと中心星の年齢との比較から、円盤の100天文単位のスケールでの乱流強度が、いわゆる粘性円盤の $\alpha$ パラメータ<sup>\*2</sup>に換算しておよそ $\alpha \sim 10^{-2}$ であることが示唆されている<sup>30)</sup>。しかし、惑星形成の主な現場である中心星から10天文単位程度までの領域では、乱流強度に対して強い観測的制約が得られていない。乱流強度が $\alpha = 10^{-2}$ のときのダストの衝突速度の最大値は、ガスの音速の約10%であり<sup>\*2</sup>、これはTタウリ星周りの円盤の10天文単位以内の領域では $60 \text{ m s}^{-1}$ を超えうる。このような強さの乱流が円盤の内側の領域にまで広がっていると、氷で覆われたダストであっても大規模な衝突破壊を経験するようになる。このように、円盤の乱流の強さが不定であることは、円盤の進化だけでなく惑星形成の不定性にもつながる深刻な問題である。

##### 4.2 原始惑星系円盤の磁気乱流

観測的な制約が乏しいため、円盤の乱流強度を理論的な考察から推定することが必要となる。原始惑星系円盤の乱流の起源はいくつか考えられるが、最も強力な乱流駆動源と考えられてきたのが

<sup>\*2</sup> 粘性円盤の粘性を $\nu$ 、音速を $c_s$ 、厚みを $H$ としたとき、 $\alpha$ パラメータは $\alpha = \nu c_s H$ で定義される。乱流円盤において、1次元粘性円盤モデルの $\alpha$ は実効的に $\alpha = \int w_{r\phi} dz / \Sigma c_s^2$ と等しい。ここで、 $z$ は円盤の厚み方向の座標、 $w_{r\phi}$ は乱流ストレスの動径-方位角成分、 $\Sigma$ は円盤ガスの面密度である。磁気流体シミュレーションでは、 $w_{r\phi}$ はレイノルズストレスとマクスウェルストレスの和として測定できる。また、乱流が固体粒子に与える相対速度の最大値は、乱流ガスの速度分散とほぼ等しく、赤道面では近似的に $\sqrt{\alpha} c_s$ と評価できる。円盤表面の乱流がつくる音波(図4参照)も、赤道面に同程度の速度分散をつくる<sup>31)</sup>。

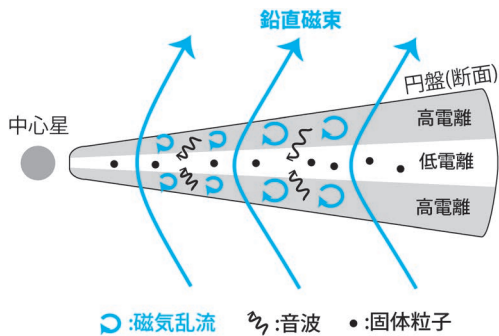


図4 オーム散逸を考慮した原始惑星系円盤の磁気乱流の構造。電離度の比較的高い円盤表面（灰色の領域）では、円盤ガスと円盤を貫く磁場（青矢印）が相互作用し、磁気乱流（青色の渦）が形成される。電離度の低い赤道面付近では、オーム散逸によって磁気不安定は抑制される。主に赤道面付近に存在する大きなダストの塊（黒丸）は、乱流領域から伝播してくるランダムな音波（波矢印）によって運動を乱される。

「磁気回転不安定性」と呼ばれる磁気流体力学的な不安定性である。これは、ガス円盤がよく電離していて、かつ円盤を貫く磁場があると、電離ガスと磁場の相互作用で円盤の運動が乱流化するというものである。本稿では、この不安定性がつくる乱流を単純に「磁気乱流」と呼ぼう。

現実的な原始惑星系円盤では、磁気回転不安定が起こるのに十分な程度に電離しうるのは、銀河宇宙線や中心星からの紫外線・X線にさらされる円盤表面部だけである（図4）。電離度の低い赤道面付近では、磁気回転不安定はオーム抵抗によって安定化される。ただし、表面の磁気乱流がつくるガスの速度分散は、音波のかたちで円盤赤道面付近にも運ばれる。このため、ある程度成長したダストの塊（中心星の重力の影響で、赤道面付近に集中して存在する）であっても、円盤表面の磁気乱流の影響を間接的に受けることになる。このように、磁気乱流に駆動されるダストの相対速度を正確に知ろうとすると、円盤の鉛直方向（厚み方向）の乱流分布を考慮する必要がある。

### 4.3 磁気乱流強度の経験公式化

2009年頃、惑星形成の描像が乱流強度の仮定に応じて大きく変わってしまうことに懸念を抱いていた筆者は、磁気乱流の研究に興味をもち始めた。当時は、鉛直方向の電離度分布を考慮した円盤磁気流体シミュレーションは数例しかなく、円盤電離度の分布と乱流強度の関係を体系的に理解するには明らかに情報量が足りなかった。また、オーム散逸を無視した磁気流体計算からは、円盤を貫く大局的な磁束（鉛直磁束と呼ばれる）の量が磁気乱流の強さに影響を与えることも知られていた。赤道面でのオーム散逸が無視できない現実的な状況下で、鉛直磁束の強さが磁気乱流の強さにどのような影響を与えるかは、当時は全くわかっていなかった。

筆者は2009年に、この種のシミュレーションを手がけていた海洋研究開発機構の廣瀬重信氏とこの問題について相談させていただく機会を得て、その結果、乱流強度が上記の円盤パラメータにどのように依存するかを体系的に調べる共同研究を立ち上げることとなった<sup>31)</sup>。異なる電離度分布および鉛直磁束量を仮定した17通りの磁気流体シミュレーションを実施し、磁気乱流の基本的な物理量と電離度分布・鉛直磁束量との関係を詳しく調べたのである。廣瀬氏からいただいた大量のシミュレーションデータを試行錯誤して解析した結果、円盤進化やダスト成長に関わる重要な乱流統計量が、電離度分布と鉛直磁束量の簡単な関数で予言できることを発見した。これは、惑星形成のモデルづくりにかかわる者にとって非常に便利な結果であった。

筆者らの見いだした簡単なスケーリング関係の一つを図5に示す。縦軸は磁気乱流の実効粘性 $\alpha$ （定義は脚注2を参照）で、横軸には鉛直磁束の磁気圧（鉛直磁束の強度の2乗に比例）をガス圧で規格化したものをとっている。四角印がわれわれのシミュレーションの結果であり、そのほかの印はほかのグループのシミュレーション結果<sup>32)–34)</sup>

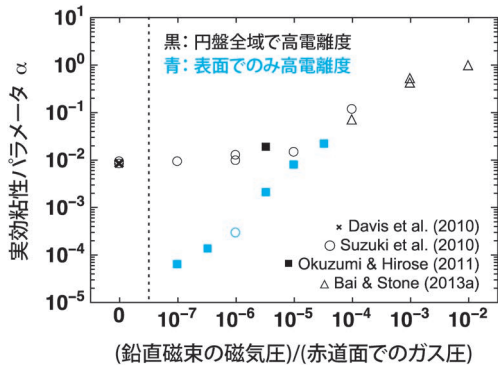


図5 磁気流体シミュレーション<sup>32)-34)</sup> から得られる、原始惑星系円盤の鉛直磁束と乱流強度の関係。横軸は鉛直磁束の強さを「鉛直磁束の磁気圧と円盤赤道面でのガス圧の比」で表したものであり、縦軸は磁気乱流のつくる実効粘性をいわゆる $\alpha$ パラメータで表したものである（厳密な定義は脚注2を参照）である。黒色と青色の印はそれぞれ、円盤全域、円盤表面のみで磁気回転不安定が作用する場合の結果を表す。

を表す。黒色の印は、円盤全域で電離度が高く、したがって全域で磁気乱流が発達しているような、磁気流体力学で言うところの「理想的な」円盤での結果を表している。一方、青色の印は、円盤の表面付近でのみ電離度が高く、赤道面付近で磁気乱流が安定化されているような、より現実的な円盤モデルでの結果である。われわれの結果は、後者の円盤モデルでは $\alpha$ が鉛直磁束の磁気圧に正比例して大きくなることを示している。前者のケースでは、鉛直磁束が弱い極限で磁気乱流の強さが一定になることが知られていたが、われわれの結果はこれと対照的である。

#### 4.4 円盤の磁束量が惑星形成の運命を決める？

われわれのシミュレーションの結果から、一つ予想していなかった発見が得られた。円盤表面のみ電離している場合でも、鉛直磁束がある程度強くなると、円盤全域で電離している場合に匹敵する強い乱流が生み出されることがわかったのである。図5からわかるように、鉛直磁束の磁気圧と赤道面でのガス圧との比が $10^{-5}$ を超えると、表面のみ電離した円盤モデルでも実効粘性値 $\alpha$ が

$10^{-2}$ 以上になる。4.1節で述べたように、このときの赤道面付近のダストの最大衝突速度は、氷ダストの限界付着速度を超えてしまう。同様の電離度分布を仮定した従来のシミュレーション<sup>33)</sup>では、実効粘性の値は $10^{-4}$ 程度、ダストの最大衝突速度に換算すると数 $\text{m s}^{-1}$ 程度であったが、これはこのシミュレーションがより弱い鉛直磁束を仮定していたためである。当時の惑星形成業界では、原始惑星系円盤の表面の磁気乱流は赤道面付近のダストの進化に大きな影響を及ぼさないだろうと考えられていたが、必ずしもそうではないことをわれわれの結果は示している。

筆者らは、以上の数値計算結果を利用して、現実的な電離度分布をもつ原始惑星系円盤中での微惑星形成の可能性を詳しく調べた<sup>35)</sup>。ガス密度と温度の分布を仮定すると、ガス圧の空間分布が決まるので、各軌道での赤道面でのダスト衝突速度を鉛直磁束の強度の関数として評価できる。標準的な円盤モデルのもとでは、磁束強度がおよそ4 mGを超えると、木星軌道(5天文単位)で氷ダストの合体成長が大規模な衝突破壊に阻まれることがわかった。さらに、表面乱流が赤道面の微惑星の離心率に与える影響も詳しくモデル化し<sup>36)</sup>、磁束強度が約4 mGを超える場合は微惑星からガス惑星コアが形成される過程も大幅に遅れてしまうことがわかった<sup>37)</sup>。このように、ダストから惑星へ至る固体成長の効率が、およそ1-10 mGの鉛直磁束強度を境に大幅に変わってくるという興味深い結果が得られた。

この「円盤を貫く磁場の強さが惑星形成の運命を決める」という描像は、これまでの惑星形成理論には存在しなかったものである。しかしこの描像は、円盤のダイナミクスが磁気流体力学に支配され、かつその活動度が円盤の磁束量で特徴づけられる場合の、自然な帰結である。原始惑星系円盤を貫く磁場は、星と円盤をつくった分子雲コアを貫いていた磁場の一部が円盤に残留したものであると考えられる。分子雲コアが重力収縮の段階



でどのようにして磁束を失うかという問題は、星形成における古典問題の一つであるが、この問題が円盤形成後の惑星形成の問題にもかかわっているかもしれない点は非常に興味深い。星形成・円盤形成・惑星形成の3ステージにわたる磁場の輸送進化を解明していくことが重要である。原始惑星系円盤の中での磁束の長時間輸送は、これまでにほとんど注目されておらず、理論モデルの構築が特に必要である。筆者も細々とはあるがこの問題に取り組んでおり、円盤進化がある程度進んだ段階での磁束強度に上限値が存在することがわかってきた<sup>38), 39)</sup>。今後の進展に期待していただきたい。

## 5. まとめと課題・展望

本稿のまとめは以下のとおりである。原始惑星系円盤におけるダストの合体成長には、高速衝突による破壊と中心星方向への落下という二つの障壁がある。しかし近年の衝突実験・シミュレーションによると、水氷に覆われたダストであれば大規模破壊を免れて付着合体し続けられる可能性がある。また、ダストは付着合体するにつれて、従来の微惑星形成モデルが仮定していたようなコンパクトな物体ではなく、極めて低い内部密度をもつ物体へと成長することが示されてきている。筆者は、これらの最新の理解に基づく円盤ダストの進化シミュレーションから、原始惑星系円盤の水ダストが中心星への落下を免れて急速に成長し、微惑星サイズの天体を形成することを明らかにした。一方、原始惑星系円盤の乱流の強さは著しく不明であり、その強さによっては水ダストであっても大規模な衝突破壊を経験してしまう。筆者は、磁気回転不安定性が円盤につくる磁気乱流の強度を体系的に調べ、円盤を貫く大局的な磁場がある程度弱ければ、水ダストが衝突破壊を経験せずに微惑星へと成長できることを明らかにした。

今後の課題の一つは、何と言っても岩石微惑星

の形成の謎を明らかにすることである。岩石質のダストの付着力は衝突破壊を免れるには不十分と見られ(図1)、これらの合体成長のみを通じて岩石質の微惑星が形成されるとは考えにくい。岩石微惑星は、ダストの合体成長に加えて何か別のメカニズムの助けを借りて形成されるのだろう。とはいえ、古典的な重力不安定シナリオや、より最近のストリーミング不安定シナリオも、決して微惑星形成が容易であるわけではない。したがって、現時点では、岩石微惑星の形成は氷微惑星の形成よりも困難であることが予想される。もしこれが真実であれば、それは岩石惑星と氷惑星の形成効率にも影響を与えるかもしれない。

近年、アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計(ALMA)によって、原始惑星系円盤の比較的大きなダストの空間分布が、かつてない空間分解能で観測できるようになってきた。今後、ダストの成長や軌道移動の理論モデルが詳しく検証できるようになるのは確実だろう。氷の昇華・凝縮が起こる軌道(スノーライン)前後でのダストの分布やサイズの違いまで見えるようになれば、ダスト成長に対する氷の役割も検証できるようになるだろう。最近のALMAの観測で、若い星HL Tauの周りの円盤でダストの多重リング構造が発見され<sup>40)</sup>、世界的な注目を集めている。この多重リングの起源として、複数の惑星がかかかわっているとする説<sup>40)</sup>に加えて、ダストを構成するさまざまな揮発性氷(CO, CO<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub>など)のスノーラインがかかかわっているとする説<sup>41)</sup>もある(後者の説については筆者の近著<sup>42)</sup>もご覧いただきたい)。これらの説の詳細な検証を進めていくことで、われわれの惑星形成に対する理解は大いに深まっていくことだろう。

原始惑星系円盤のダストが極低密度であることを、どのような観測を通じて検証していけばよいかも、今後考えていかなければならない課題である。これについては、片岡氏や京都大学の田崎亮氏が、低密度アグリゲイトの光学特性<sup>43), 44)</sup>に着

目した検証法を模索しているところである。

原始惑星系円盤の乱流については、ALMAによるガスやダストの観測を通じてその強さに制限をつけるという試みがいくつか行われているが、惑星形成で興味のある円盤内側領域での乱流の強さを測るのはまだ難しい。他方、隕石の残留磁化の測定から、原始太陽系星雲（太陽系をつくった原始惑星系円盤）の惑星形成領域での磁場の強さを推定する試みも行われている<sup>45)</sup>。今後、さまざまなアプローチから、原始惑星系円盤の磁気乱流、さらにはより広く磁気流体力学的な活動に対して知見が得られていくことを期待したい。

## 謝 辞

本稿は2015年度日本天文学会研究奨励賞の受賞の機会に執筆させていただいたものです。筆者のこれまでの研究生生活でお世話になったすべての皆様に感謝します。

## 参考文献

- 1) Burke C. J., 2015, ApJ 809, 8
- 2) Hayashi C., et al., 1985, in Protostars and Planets II, eds. Black, D. C., Matthews, M. S. (Univ. of Arizona Press, Tucson), 1100
- 3) Sekiya M., 1998, Icarus 133, 298
- 4) Johansen A., et al., 2007, Nature 448, 1022
- 5) Wada K., et al., 2009, ApJ 702, 1490
- 6) Wada K., Tanaka H., Okuzumi S., et al., 2013, A&A 559, A62
- 7) 和田浩二, 2009, 遊星人18, 216
- 8) Chokshi A., et al., 1993, ApJ 407, 806
- 9) Poppe T., et al., 2000, ApJ 533, 454
- 10) Blum J., Wurm G., 2000, Icarus 143, 138
- 11) Gundlach B., Blum J., 2015, ApJ 798, 34
- 12) Musiolik G., et al., 2016, ApJ 818, 16
- 13) Rietmeijer F. J. M., 1993, EPSL 117, 609
- 14) Okuzumi S., Tanaka H., Kobayashi H., Wada K., 2012, ApJ 752, 106
- 15) Kataoka A., Tanaka H., Okuzumi S., Wada K., 2013a, A&A 554, A4
- 16) Kataoka A., Tanaka H., Okuzumi S., Wada K., 2013b, A&A 557, L4
- 17) 片岡章雅, 2014, 天文月報107, 278
- 18) 奥住聡, 2014, 遊星人23, 371
- 19) Whipple F. L., 1972, in From Plasma to Planet, ed. Elvius A. (Wiley, New York), 211
- 20) Brauer F., et al., 2008, A&A 480, 859
- 21) Meakin P., 1991, Rev. Geophys. 29, 317
- 22) Wada K., et al., 2008, ApJ 677, 1296
- 23) Suyama T., et al., 2008, ApJ 684, 1310
- 24) 陶山徹ほか, 2008, 遊星人17, 177
- 25) Okuzumi S., Tanaka H., Takeuchi T., Sakagami M., 2011a, ApJ 731, 95
- 26) Okuzumi S., Tanaka H., Takeuchi T., Sakagami M., 2011b, ApJ 731, 96
- 27) 奥住聡, 2011, 天文月報104, 126
- 28) Okuzumi S., Tanaka H., Sakagami M., 2009, ApJ 707, 1247
- 29) Suyama T., Wada K., Tanaka H., Okuzumi S., 2012, ApJ 753, 115
- 30) Hartmann L., et al., 1998, ApJ 495, 385
- 31) Okuzumi S., Hirose S., 2011, ApJ 742, 65
- 32) Davis S. W., et al., 2010, ApJ 713, 52
- 33) Suzuki T. K., et al., 2010, ApJ 718, 1289
- 34) Bai X.-N., Stone J. M., 2013, ApJ 767, 30
- 35) Okuzumi S., Hirose S., 2012, ApJ 753, L8
- 36) Okuzumi S., Ormel C. W., 2013, ApJ 771, 43
- 37) Ormel C. W., Okuzumi S., 2013, ApJ 771, 44
- 38) Okuzumi S., Takeuchi T., Muto T., 2014, ApJ 785, 127
- 39) Takeuchi T., Okuzumi S., 2014, ApJ 797, 132
- 40) ALMA Partnership, et al., 2015, ApJ 808, L3
- 41) Zhang K., et al., 2015, ApJ 806, L7
- 42) Okuzumi S., Momose M., Sirono S., Kobayashi H., Tanaka H., 2016, ApJ 821, 82
- 43) Kataoka A., Okuzumi S., Tanaka H., Nomura H., 2014, A&A 568, A42
- 44) Tazaki R., Tanaka H., Okuzumi S., Kataoka A., Nomura H., 2016, ApJ 823, 70
- 45) Fu R. R., et al., 2014, Science 346, 1089

## Modeling Dust and Turbulence in Protoplanetary Disks: A New Picture of Planetary Formation

Satoshi OKUZUMI

Department of Earth and Planetary Sciences,  
Tokyo Institute of Technology, 2-12-1 Ookayama,  
Meguro, Tokyo 152-8551, Japan

Abstract: The first step of planet formation is the formation of kilometer-sized solid bodies called planetesimals. These are believed to form from dust grains in protoplanetary disks, but the details of the formation processes has been highly uncertain. In this article, I give a summary of my recent theoretical studies on dust porosity evolution and magnetic turbulence in protoplanetary disks, highlighting how these studies have changed the picture of planetesimal formation.