

ダストの内部密度進化を考慮した 微惑星形成

片岡章雅

〈総合研究大学院大学/国立天文台理論研究部 〒181-8588 東京都三鷹市大沢2-21-1〉

e-mail: akimasa.kataoka@nao.ac.jp



原始惑星系円盤におけるダスト粒子の合体成長は惑星形成の第一段階と考えられている。ダストはその付着成長過程で高空隙率/低内部密度構造をもつ。しかし、従来の内部密度進化モデルではダストの付着成長によってできる空隙がダスト同士の衝突では十分に圧縮できないことがわかってきた。われわれは今回、付着相互作用を考慮した N 体計算を用いて初めてダストアグリゲイトの静的圧縮過程をモデル化した。さらに、得られたモデルを惑星形成におけるダストに応用し、ミクロンサイズのダストからキロメートルサイズの微惑星までの内部密度進化を追うことに成功した。また、表面が氷で覆われたダスト粒子を考えた場合、従来問題であったダスト落下問題・衝突破壊問題・跳ね返り問題をすべて回避していることがわかった。すなわち、本研究はミクロンサイズのダストからキロメートルサイズの微惑星を形成する初めての一続きの理論を提唱する。

1. 惑星形成理論

われわれの住む地球はどのようにできたのか？惑星形成理論はこの根源的な問いの一つの答えを与えるものであるが、理論的に未解明な点が多い。この章では過去の研究によって解き明かされてきた惑星形成理論のうち、ダストから微惑星までの進化過程について概観し、その問題点について紹介したい。

生まれたての恒星の周りはガス円盤が取り巻いている。このような円盤は原始惑星系円盤と呼ばれている。原始惑星系円盤の中にはミクロンサイズ以下の固体微粒子であるダストが、ガス質量の1%程度存在していると考えられている。ダストは円盤内で衝突・合体を繰り返すことでそのサイズを増していき、キロメートルサイズの微惑星、そして惑星を形成していくと考えられている^{1), 2)}。

しかし、この微惑星形成過程には理論的問題点が存在する。ここでは主要な三つの問題点を取り上げる。

第1の問題点は「ダスト落下問題」である。まず、サイズの小さな極限としてミクロンサイズのダストの動径方向の運動を考える。ダストが小さいうちは、ガスによるダストの制動時間が短いため、ダストはガスとともに運動する。そのため、ダストの中心星への落下時間はガスの粘性降着時間程度であり、これは円盤の寿命と同程度である。一方、サイズの大きい極限である惑星のように質量の大きな天体は、ガス抵抗を受けつつも基本的には中心星の重力の影響下で円運動(ケプラー回転)を続ける。そのため、惑星は動径方向には移動しにくい*1。

ところが、ダストサイズがメートルサイズ程度の場合、動径方向の運動が重要になる。ダストは

*1 惑星質量の天体が中心星に落下してしまう惑星移動問題は現在盛んに議論されているが、本稿ではダストから微惑星までのサイズに限定して話を進める。

中心星重力によってケプラー速度で運動をしようとするのに対し、ガスは自身の圧力勾配のためケプラー速度よりもわずかに遅く回っている。すなわち、ダストはガスによる向かい風を受ける。そのためダストは徐々に角運動量を失い動径方向に落下していく。例えば軌道長半径が5 AUの場所では、ダストがメートルサイズまで成長すると、ダストはわずか100年程度で中心星に落下してしまう。つまり、メートルサイズまで成長したダストがすべて中心星に落下してしまうため、ダストはメートルサイズ以上に成長できない。これが、「ダスト落下問題」である²⁾⁻⁴⁾。

第2の問題点は「衝突破壊問題」である。ダスト同士が高速で衝突すると、互いに構造を破壊してしまい、粉々に砕け散ってしまう。実験室における実験では、宇宙空間の岩石模擬物質は数 m s^{-1} での衝突によって破壊されてしまうことがわかっていた^{5), 6)}。原始惑星系円盤におけるダストは、成長とともにガスとのカップリングが弱くなるため衝突速度が大きくなる。ダスト同士の衝突速度は、典型的には軌道長半径5 AUの位置で最大数十 m s^{-1} と見積もられており、これは岩石模擬物質の実験で得られた臨海破壊速度である数 m s^{-1} よりも大きい。そのため、ダストはあるサイズまで成長すると破壊されてしまい、それ以上成長できないと考えられてきた。

第3の問題点は「跳ね返り問題」である。例えば、その辺りに転がっている1 cm程度の石と石は衝突しても付着することはなく、跳ね返る。ダスト同士の衝突実験においてもこのような現象は確認されており、跳ね返り問題と呼ばれている⁷⁾。

惑星形成理論における一つの目標は、これら三つの問題点を解決し、微惑星形成理論を構築することである。現在までに、これらの問題を回避するための方法はいくつか提唱されている⁸⁾⁻¹⁰⁾。しかし、いまだ決定的な理論は確立されていない。

本稿では、ダストの内部密度進化に着目して微惑星形成理論にアプローチする。

2. ダストの内部密度進化

古典的な惑星形成理論においては、簡単のため、ダストは成長しても内部密度は一定であると仮定されてきた。これは、例えば液滴同士の合体のように二つの球体が衝突し一つの中身の詰まった球体になることを意味する。しかし、原始惑星系円盤は低温・低圧であるため、氷やシリケートで構成されたダスト粒子は初期のミクロンサイズの大きさを保ったまま付着し、すき間を作りながら成長していく。すき間を作ることは実効的なダスト内部密度は減少することに対応している。このようなダスト粒子の集合体は、ダストアグリゲイトと呼ばれている。

付着成長によるアグリゲイトの内部密度低下は実験室実験および数値実験によって確認されてきた。例えば、ダストアグリゲイトに常に自身のコピーをランダムな方向から低速で衝突・付着させ続けた場合、ダストアグリゲイトのフラクタル次元は約2になることが知られている¹¹⁾。このような衝突過程は円盤内でダストサイズ分布が狭く一様に成長していく描像に対応する。構成する粒子数を N 、ダストアグリゲイトの実効的半径を r 、フラクタル次元を D 、とすると、 $N \propto r^D$ が成り立つ。ダスト内部密度は $\sim N/r^3 \propto r^{D-3}$ と表されるため、フラクタル次元 $D=2$ の成長は $N \propto r^{-1}$ が成り立ち、成長とともにダスト内部密度が下がり続けることに対応している。一方、ダスト粒子をランダムな方向から一つずつ付着させて成長させた場合、体積充填率^{*2}は0.15程度まで下がった後フラクタル次元はほぼ3になる、すなわちダスト内部密度はほぼ一定値をとることが知られている¹¹⁾。このような衝突過程は、全体のサイズ分布は小さな粒子が支配的な環境下で、特定の粒子だけが暴走的に

^{*2} ダストアグリゲイトの内部密度を ρ [g cm^{-3}]、物質密度を ρ_0 [g cm^{-3}]、体積充填率を ϕ とすると、 $\phi = \rho/\rho_0$ が成り立つ。本稿では体積充填率と内部密度をほぼ同義で使用する。

成長することに対応している。

数値計算によるダスト内部密度進化のモデル化¹²⁾⁻¹⁴⁾と円盤中のダストサイズ分布を考慮した成長計算¹⁰⁾の結果、円盤中の初期のダスト成長はどのダストも一様に成長する等サイズ同士の衝突が支配的であることが示された。すなわち、ダストは初期の成長において内部密度を下げ続けることがわかっている。

一方、微惑星の内部密度は物質密度と同程度だと思われているため、微惑星を形成するためには何らかのメカニズムによるダストの圧縮が必要である。従来、ダスト同士は高速で衝突する際に衝突のエネルギーによって圧縮されると思われていた。ところが、数値実験結果を原始惑星系円盤での衝突に応用すると、衝突圧縮は内部密度を十分に上げられないことがわかった¹⁰⁾。このことは、微惑星を作るためには衝突圧縮ではない別の圧縮メカニズムが必要であることを意味している。

そこで今回我々は、衝突圧縮のような撃力による圧縮ではなく、静的圧縮を取り入れることにした。ここで想定する静的圧縮の圧力源は以下の二つである。一つ目はダストがガスから受ける動圧である。ダストは常にガスと相対速度をもって運動しているため、ダストはガスから動圧を受けている。このようなガスの動圧による静的圧縮は、ダスト成長によってダストとガスのカップリングが弱まり、ダストとガスの相対速度が大きくなったときに効果的になると期待される。二つ目はダスト自身の自己重力による静的圧縮である。ダストが合体成長し質量が大きくなると、自身の重力によって圧縮され、構造がつぶれることが期待される。従来の研究では原始惑星系円盤で想定されるような高空隙ダストの静的圧縮強度はわかっていなかった。そこでわれわれは、まず N 体計算によって静的圧縮強度を定式化し、次に求めた強度を応用し、静的圧縮を考慮した原始惑星系円盤におけるダストの内部密度進化を取り扱う。

3. 圧縮強度の定式化

本章では高空隙ダストアグリゲイトの静的圧縮強度について述べる¹⁵⁾。われわれは、接触した粒子同士が相互作用するモデル^{16), 17)}を用いて、ダストアグリゲイトの N 体計算を行った。本計算ではアグリゲイトを構成する粒子は半径 $0.1 \mu\text{m}$ の氷粒子を想定している。付着力を考慮したアグリゲイトの N 体計算の詳細については、過去の記事を参照されたい¹⁸⁾。

ダストアグリゲイトの静的圧縮強度を求めるため、理想的には原始惑星系円盤で想定されるダストアグリゲイトを直接数値計算で再現し圧縮強度を測定したい。しかし、このようなアグリゲイトを数値計算で直接再現するのは極めて困難である。例えば、1粒子が半径 $0.1 \mu\text{m}$ の粒子と仮定すると、例えば半径 10 km の微惑星の粒子数はおよそ 10^{33} (!)にも及ぶ。それに対し数値計算で再現できるアグリゲイトの粒子数は数万個程度である。そこでわれわれは、限られた粒子数で巨大なアグリゲイトを再現するため周期境界条件を採用した。立方体型の計算領域の境界をすべて周期境界条件とすることで、限られた粒子数で巨大アグリゲイトの一部を再現していることに対応する。この状態で計算領域の境界を十分低速で中心に向けて近づけていく。これは、ダストアグリゲイトが境界の向こう側にある自分のコピーによって押されていることに対応する。今回の数値計算では、各時刻におけるダスト圧縮に必要な圧力を測定しその圧力と体積充填率の関係を調べた。

図1に代表的な時刻における数値計算のスナップショットを示す。時間とともに周期境界が中心に向かって動いていく。このとき、ダストアグリゲイトは自分自身のコピーから圧力を受けながら圧縮されていく。

各時刻において圧縮中のアグリゲイトの充填率と圧力を計測した結果を図2に示す。初期に充填率が低いダストは小さな圧力で圧縮されていく。

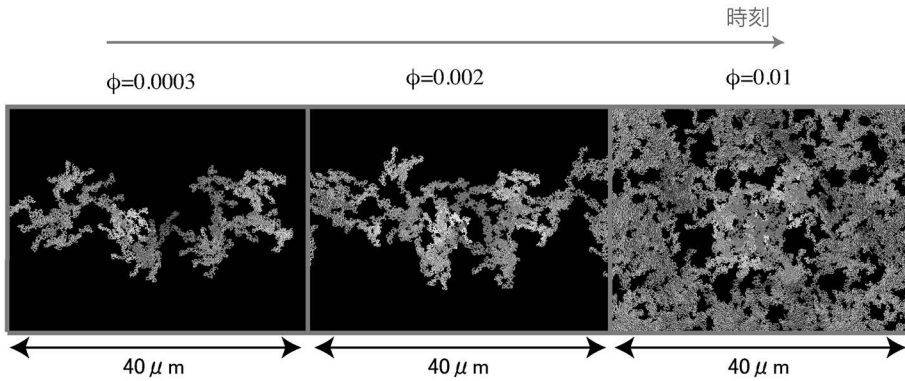


図1 圧縮中のダストの時間進化. 時間が進むにつれて周期境界が狭まることにより, 境界を挟んで自分自身によって圧縮されている様子を表す.

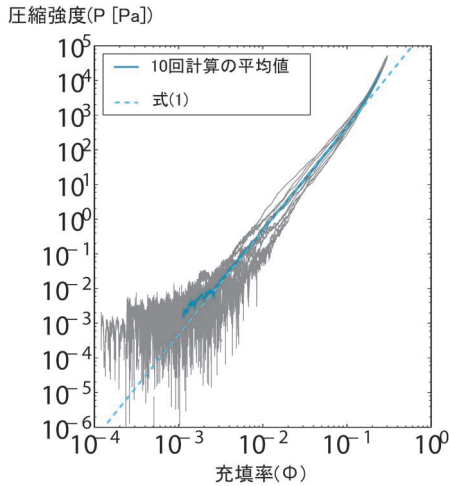


図2 各時刻における圧縮強度 P [Pa] と充填率 ϕ を示す. 灰色の実線が10回それぞれの計算結果を表し, 青実線がその平均値を表す. 点線は今回求めた圧縮強度公式を表す.

圧縮が進むにつれて充填率は増加し, 圧縮に必要な圧力も増加していく. このような計算を初期のアグリゲイトの形を変えて10回行い, その平均を取った. すると, 圧縮強度 P は充填率 ϕ の3乗のべきに乗っていることがわかった (図2).

さらに, 圧縮強度は係数まで含めて以下の形で書けることがわかった.

$$P = \frac{E_{\text{roll}}}{r_0^3} \phi^3. \quad (1)$$

ここで, E_{roll} は転がりエネルギーと呼ばれており, 接触した二つの粒子を90度回転させるのに必要な力として定義され, 物質の表面エネルギーに比例する. また, r_0 はアグリゲイトを構成する粒子一つの半径を表す. 今回われわれは静的圧縮強度を物質の表面エネルギーと構成粒子の半径の関数として一般的に書き表すことに成功した. すなわち, 本圧縮強度公式は氷粒子だけでなく, 岩石など他の物質にも応用可能である. なお, 本式の解析的な導出については出版論文を参考にされたい¹⁵⁾.

今回導いた圧縮強度公式がより低密度側まで適用できるかどうか確かめるため, われわれは圧縮強度の粒子数依存性も調べた. 粒子数を大きくすることは初期の充填率を下げることに対応している. 図3に圧縮強度の粒子数依存性を示す. 粒子数を大きくすると, より低密度側まで式(1)で再現できていることがわかった. この結果は式(1)がより低密度なアグリゲイトにも適用できることを示している.

このようにして, われわれは高空隙率をもつダストアグリゲイトの静的圧縮強度を定式化した.

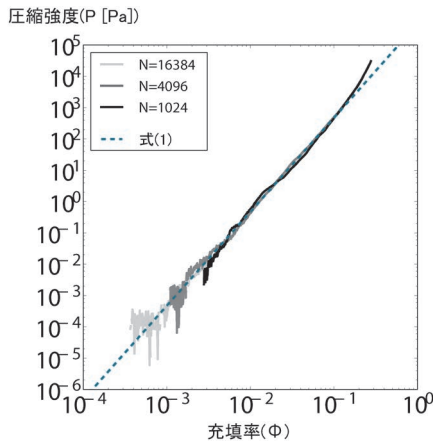


図3 実線はそれぞれ10回の計算の平均を表す。初期条件は初期粒子数がそれぞれ $N=16,384$, $4,096$, $1,024$ 体の計算結果を示した。

次章では、本公式を原始惑星系円盤におけるダストアグリゲイトに応用する。

4. ダストから微惑星までの内部密度進化

今回われわれは、原始惑星系円盤におけるダストの静的圧縮源としてガスの動圧および自己重力を検討した¹⁹⁾(図4)。

ガスの静的な圧力は、ダストアグリゲイトの内外から効くため、圧縮には効かないと考えられる。一方、円盤内ではダストとガスは常に相対速度をもって運動しているため、ダストは常に前面から動圧を受けている。この動圧が圧縮に効くと考えられる。そこで、圧縮源としてダストがガスから受ける動圧に着目する。ダストとガスの相対速度は、ダストが小さいときは熱運動が支配的であり、ダストが成長していくとガス乱流による速度、回転方向のダストとガスの速度差や動径方向の速度差によって決まっている。われわれは、これらの相対速度による動圧を $P = F_{\text{drag}} / \pi r^2$ と見積もった。ここで、 F_{drag} はガス抵抗の強さ、 r はダストアグリゲイトの実効的半径を表す。動圧は本来一方向からの圧縮であるが、ダストは円盤内で

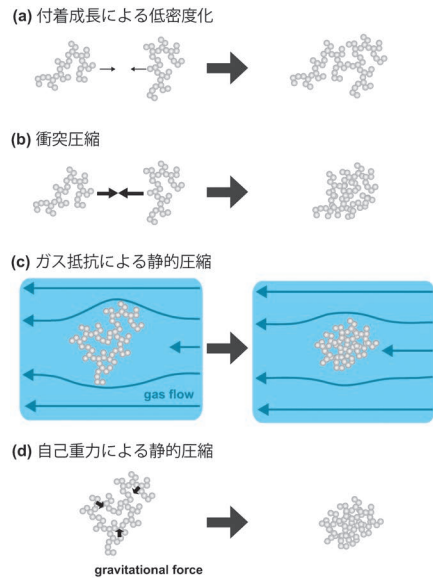


図4 高空隙率アグリゲイトの合体成長の概念図を表す。(a) 付着成長による低密度化。(b) 衝突合体による圧縮。(c) ガスの動圧による静的圧縮。(d) 自己重力による静的圧縮。

回転し、さまざまな方向から動圧を受ける。その結果、長時間ではダストは比較的一様に圧縮されると考えられる。もしダストアグリゲイトの受ける動圧が圧縮強度よりも大きい場合、ダストアグリゲイトは動圧によって圧縮される。この圧縮はダスト圧縮強度が動圧と等しくなるまで続く。すなわち、ダストの内部密度は圧縮強度と動圧が等しくなるように実現される。

同様にして、ダストの自己重力による圧縮も考慮した。ガスの動圧と同様、自己重力による圧力は $P = F_{\text{grav}} / \pi r^2$ と見積もった。ここで、 $F_{\text{grav}} = Gm^2/r^2$ である。自己重力圧縮においてもガス圧縮と同様、自己重力圧力と圧縮強度が等しくなるようにダスト内部密度が決まると考えられる。

この二つの静的圧縮過程を導入したダストの内部密度進化を図5に示す。ここでは軌道長半径5 AUにおけるダスト内部密度進化を考える。ダストは初期には圧縮を伴わずに付着成長し内部密度が下がっていく。ダストが1 cm程度まで成長す

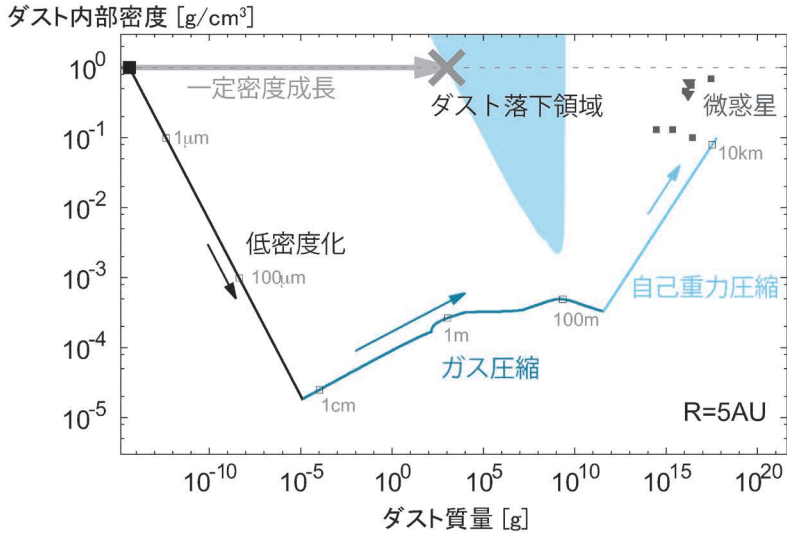


図5 静的圧縮を考慮した原始惑星系円盤におけるダストアグリゲイトの内部密度進化を示す。色で塗られた領域は、ダスト落下時間がダスト成長時間より早い領域を表す。実線はそれぞれダストの付着成長により低密度化、ガスの動圧による静的圧縮、自己重力圧縮によって得られたダスト内部密度の進化を表す。また、点は質量および内部密度がわかっている彗星を表す²⁰⁾。

ると、付着成長によって実現されるダスト内部密度よりもガスの動圧による静的圧縮で決まるダスト内部密度が高くなる。すなわち、ダスト内部密度はガスの動圧と静的圧縮強度が釣り合うように実現される。ダストはガスの動圧と静的圧縮強度が釣り合った状態を保ちながら合体成長を続け、ダストサイズが100 mを超えた付近から自己重力による静的圧縮が効き始める。そして、最終的に10 kmかつ内部密度が 0.1 g cm^{-3} 程度の微惑星を形成する。

このように、静的圧縮を考慮することでわれわれはミクロンサイズのダストからキロメートルサイズの微惑星までのダスト内部密度進化を解き明かすことに成功した。

5. 惑星形成理論における問題点の解決

今回明らかとなった内部密度進化では、従来問題であった微惑星形成における三つの理論的問題点をすべて解決していることがわかった。

「ダスト落下問題」については、内部密度の低いアグリゲイトの場合解決する可能性が指摘されていた¹⁰⁾。低内部密度アグリゲイトは、半径がガスの平均自由行程より大きくなる場合がある。半径がガスの平均自由行程を超えると、ガス抵抗則が粒子的振る舞いのEpstein則から流体的振る舞いのStokes則に変わる。これにより付着成長のタイムスケールが短くなり、ダストが落下するより早く成長する可能性があることがわかってきた。本研究によって得られた内部密度図上にダスト成長がダスト落下より遅い、すなわち中心星に落下してしまう領域が図5に示されている。この図より、今回明らかとなったダスト内部密度進化において、ダストの成長時間は常に落下より早いため、ダスト落下問題を回避していることがわかった。

「衝突破壊問題」については、氷でできた粒子によって構成されるアグリゲイト同士であれば解決可能であることがわかってきた。氷でできた粒子によるアグリゲイトの衝突では、衝突速度が約 60 m s^{-1} 以内であれば破片はでるものの衝突を経てもアグ

リゲイト質量は大きくなる, すなわち成長できることが数値計算によって示されている^{17), 21)}. 今回明らかとなったダストの最大衝突速度は $\sim 17 \text{ m s}^{-1}$ 程度であるため, 氷を考えれば衝突破壊問題は回避できる.

「跳ね返り問題」については, 跳ね返りという現象は低内部密度をもつアグリゲイトでは起こらないことが示されてきていたため²²⁾⁻²⁴⁾, アグリゲイトであれば跳ね返りは問題とならない.

以上より, 表面が氷で覆われた粒子の合体成長による微惑星形成は理論的に可能であることがわかった. すなわち, ミクロンサイズのダストから低密度アグリゲイトを経由してキロメートルサイズの微惑星を形成する一続きのシナリオが完成したといえる.

その一方で, ダスト粒子が岩石によって形成されている場合は表面における付着力が弱いいため衝突破壊の壁を超えられない. そのため岩石微惑星形成にはまた別のアプローチが必要である.

6. 観測的実証に向けて

従来, 原始惑星系円盤における電波観測は1 mm程度のコンパクトダスト(充填率 $\phi=1$)からの放射が支配的であると考えられてきた. ところが, 今回の研究によってダストは低内部密度のアグリゲイト構造を経由することで微惑星を形成することがわかったため, このような低内部密度アグリゲイトを用いて観測を再解釈する必要に迫られている. われわれは, 今後このようなアグリゲイトを原始惑星系円盤の観測において実証することを目指している.

その第一段階として, われわれは高空隙率ダストアグリゲイトの光学特性を調べた²⁵⁾. その結果, ダスト吸収係数の情報だけではダスト半径および内部密度が縮退してしまい, 観測的に区別が難しいことを示した. 具体的には, ダスト半径と内部充填率の積が等しければダスト吸収係数はおおよそ等しくなる. 例えば, 半径1 mmのコンパ

クトなダストと半径10 mで内部充填率が 10^{-4} のアグリゲイトの吸収係数はほぼ等しい. その一方で, ダストがコンパクトなときのみ現れる干渉の性質を利用することで, ダスト吸収係数のミリ波での傾き β からコンパクトダストと低内部密度アグリゲイトを区別できる可能性を示した. この違いは原始惑星系円盤における β の動径分布を観測から求めることで明らかになると考えられる.

このようなダストの性質に迫るような観測は, ALMAを中心とした高空間分解能・高感度観測で今後明らかになっていくと期待される. 今後は原始惑星系円盤の観測による高空隙率アグリゲイトの観測的実証に向けて取り組んでいきたい.

謝 辞

本稿は筆者の投稿論文^{15), 19), 25)}を元にしたものです. 指導教員の富阪幸治教授, 共同研究者の田中秀和氏, 奥住聡氏, 和田浩二氏, 野村英子氏に感謝します.

参考文献

- 1) Hayashi C., 1981, *Prog. Theor. Phys. Suppl.* 70, 35
- 2) Weidenschilling S. J., 1977, *MNRAS* 180, 57
- 3) Adachi I., Hayashi C., Nakazawa K., 1976, *Prog. Theor. Phys.* 56, 1756
- 4) Whipple F. L., 1972, in *From Plasma to Planet*, ed. A. Elvius (New York: Wiley), 211
- 5) Blum J., Munch M., 1993, *Icarus* 106, 151
- 6) Wada K., Tanaka H., Suyama T., Kimura H., Yamamoto T., 2009, *ApJ* 702, 1490
- 7) Zsom A., et al., 2010, *A&A* 513, A57
- 8) Johansen A., Oishi J. S., Mac Low M.-M., et al., 2007, *Nature* 448, 1022
- 9) Windmark F., Birnstiel T., Guttler C., et al., 2012, *A&A* 540, A73
- 10) Okuzumi S., Tanaka H., Kobayashi H., Wada K., 2012, *ApJ* 752, 106
- 11) Meakin P., 1991, *Rev. Geophys.* 29, 317
- 12) Suyama T., Wada K., Tanaka H., 2008, *ApJ* 684, 1310
- 13) Okuzumi S., Tanaka H., Sakagami M.-a., 2009, *ApJ* 707, 1247
- 14) Suyama T., Wada K., Tanaka H., Okuzumi S., 2012, *ApJ* 753, 115
- 15) Kataoka A., Tanaka H., Okuzumi S., Wada K., 2013, *A&A* 554, A4

16) Dominik C., Tielens A. G. G. M., 1997, ApJ 480, 647
 17) Wada K., Tanaka H., Suyama T., Kimura H., Yamamoto T., 2007, ApJ 661, 320
 18) 山本哲生, 和田浩二, 小林 浩, 木村 宏, 田中今日子, 田中秀和, 2009, 天文月報102, 118
 19) Kataoka A., Tanaka H., Okuzumi S., Wada K., 2013, A&A 557, L4
 20) A' Hearn M. F., 2011, ARA&A 49, 281
 21) Wada K., Tanaka H., Okuzumi S., et al., 2013, A&A 559, A62
 22) Langkowski D., Teiser J., Blum J., 2008, ApJ 675, 764
 23) Wada K., Tanaka H., Suyama T., Kimura H., Yamamoto T., 2011, ApJ 737, 36
 24) Seizinger A., Kley W., 2013, A&A 551, A65
 25) Kataoka A., Okuzumi S., Tanaka H., Nomura H., A&A, submitted

**Planetesimal Formation via Fluffy
Aggregates**

Akimasa KATAOKA

SOKENDAI/National Astronomical Observatory of Japan, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan

Abstract: In planetesimal formation theory, several barriers have been proposed, which are bouncing, fragmentation, and radial drift problems. To understand the porosity evolution of dust aggregates is a key in the planetesimal formation. We investigate static compression of porous dust aggregates in protoplanetary disks. First, we perform numerical *N*-body simulations of static compression of porous dust aggregates. As a result, we derive the compressive strength formula of highly porous aggregates. Then, using the compressive strength formula, we analytically investigate how fluffy dust aggregates are compressed by static compression due to ram pressure of the disk gas and self gravity of the aggregates in protoplanetary disks. In this way, we reveal the overall porosity evolution from dust grains *via* fluffy aggregates to form planetesimals. Moreover, we also show that the icy fluffy aggregates circumvent the three barriers in planetesimal formation.