HOKKAIDO UNIVERSITY

Title	惑星形成過程におけるダストの進化を探る
Author(s)	田中, 秀和; 陶山, 徹; 和田, 浩二; 小林, 浩
Citation	低温科学, 66, 47-54
Issue Date	2008-03-31
Doc URL	http://hdl.handle.net/2115/34711
Type	bulletin (article)
Note	2章 惑星形成と氷微粒子
File Information	TANAKA.pdf

Instructions for use

Hokkaido University Collection of Scholarly and Academic Papers : HUSCAP

惑星形成過程におけるダストの進化を探る

田中　秀和，陶山　　徹，和田　浩二，小林　　浩　北海道大学　低温科学研究所

惑星形成論において，サブミクロンサイズのダストから微惑星形成までの過程は最も不定性の大きい部分である．我々のグループでは，成長したダストを微粒子の集合体として扱い，ダスト成長時の内部構造進化を考慮した次世代ダストモデルの構築を進めている．本稿では，惑星形成論の現状を説明した上で，我々のグループの最新の成果であるダスト衝突の数値計算とそれにより得られたダスト構造進化モデルの内容を紹介する．我々の次世代ダストモデルは，惑星形成論における微惑星形成過程の解明以外でも天文観測の解析など多方面において有用なものとなるであろう．

1．惑星形成論の発展

太陽系の形成過程の標準モデルは，1960年代より80年代にかけてロシアのサフロノフのグループ[1]や日本の京大グループ[2]により構築され，その後世界の多くの研究者によって発展させられてきた．さらに，1995年には他の恒星のまわりをまわる（太陽）系外惑星が発見され，惑星形成論は新たな局面を迎えた[3]．系外惑星はその後次々と発見され続け，現在その数は二百数十個にまで達している．これらの系外惑星には，恒星のすぐ近傍を周回する巨大惑星（ホットジュピター）や彗星のように大きな離心率をもつ楕円軌道をまわる巨大惑星（エキセントリック・プラネット）など，我々の太陽系の惑星達とは大きく異なるものが数多く含まれていた（図1参照）．

系外惑星の観測より，惑星系は多様な形態をとりながらも，普遍的に存在することが明らかになってきた．現在では多数の系外惑星のデータから統計的な議論も可能となり，惑星形成の最終状態について多くの情報を手にするようになっている．これをもとに，惑星形成論は普遍的な惑星系を扱う理論としてさらなる発展を遂げようとしている．

惑星は，原始惑星系円盤と呼ばれる恒星を円盤状にとりかこむガス星雲の中で形成されたと考えられている．原始惑星系円盤は，太陽程度の質量をもつ若い恒星のまわりに普遍的に存在することが，赤外線や電波による天文観測から示されている．さらに，多くのガス円盤の質量は，惑星形成論の標準モデルにおいて仮定されていた太陽系形成に必要な最小質量をもつ円盤モデルと同程度であることも明らかになった[4]．近年のすばるやSpitzer，あかりなどの高精度望遠鏡から得られる円盤観測のデータによって，原始惑星系円盤が時間進化していく様子が明らかにされつつある．このような原始惑星系円盤の観測データから惑星形成過程の初期条件や形成現場に

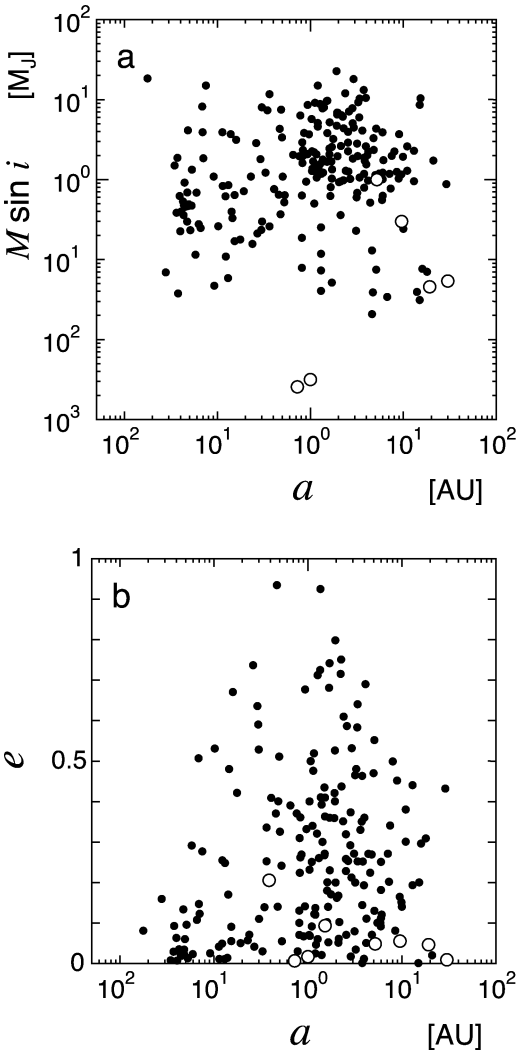

図1：現在までに発見されている系外惑星のデータ．(a)惑星質量 M と軌道半径 a の分布と(b)軌道離心率 e の分布を黒ぬりの円で示した．惑星質量は木星質量を，軌道半径は天文単位を単位とした．惑星質量には，軌道傾斜角 i が不定であるため $\sin i$ の不定性が含まれている．比較のため，太陽系の惑星の値を白ぬきの円で示した．系外惑星には，軌道半径が非常に小さい「ホットジュピター」と軌道離心率の大きい「エキセントリック・プラネット」が数多く存在しているのがみられる．

関する詳細な情報が得られれば，惑星形成論の更なる検証が可能になるであろう．

本稿では，惑星形成過程におけるキーポイントである形成の初期段階にあたる固体微粒子（ダスト）の成長過程についての最近の我々のグループによる最新研究結果を中心に紹介していく．次節では，惑星形成過程について簡単に説明する．

2．惑星形成のシナリオ

太陽系における地球などの内惑星は岩石や鉄などの固体を主成分としている．一方，木星を代表とする外惑星は大量の水素ガスを大気としてまとっており，その中心部には H_2O 氷を主成分とする固体の核を持っている．いくつかの系外惑星も木星と同様な密度をもっていることがわかっており，内部構造も木星と同様であろうと考えられている．惑星の材料物質である固体成分は，初期の段階では原始惑星系円盤内に 0.1 μm 程度のサイズの微粒子（ダスト）として含まれている．このような微小ダストから惑星がつくられる過程を説明しよう（図 2 参照）．

原始惑星系円盤の中で，ダストは互いの衝突合体により徐々に成長していく．それとともに，成長して重くなったダストは原始惑星系円盤の赤道面へと沈殿する[5]．原始惑星系円盤の初期段階（古典的Tタウリ型円盤）では，ダストはガスの乱流で巻き上げられいるが，後期段階（弱輝線Tタウリ型円盤）には乱流は弱まりダストの沈殿が進行していく．

沈殿によってダストが赤道面付近の薄い層に濃集していき，そのダスト層の密度がある程度より高くなると，ダスト層は自己重力不安定性のため分裂する．このダスト層の分裂により微惑星がつくられると考えられている[6]．自己重力不安定でつくられる微惑星の大きさは，地球軌道（1 AU）付近では半径 5 km 程度，木星軌道（5 AU）付近では 50 km と見積もられている．しかし，微惑星をつくる自己重力不安定が本当に起こるかどうかについては以下に述べるように問題があり，微惑星形成過程は惑星形成理論において最も不定性の大きい部分となっている．

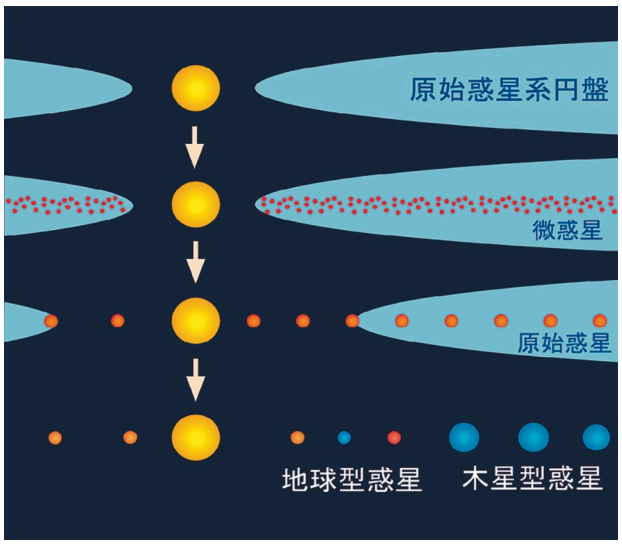

図 2 ：原始惑星系円盤における惑星形成過程の概念図．

微惑星が形成された後は，それら多数の天体がダスト成長のときと同様に衝突合体を繰り返しながら成長していく．ダスト成長と異なる点は，微惑星重力が合体成長過程に大きな役割を果たすことである．重力によって高速衝突でも破壊せず合体することができ，また，衝突断面積を増加させ成長時間を大幅に短縮する効果もある[1]．重力による合体成長が進むと，最終的に岩石でできた地球型の惑星や木星型の惑星の固体コアが形成される．さらに，固体コアがある程度の大きさ（10 地球質量程度）にまで成長した場合には，その強い重力のため固体コアを取り巻く水素を主成分とした大気は不安定になり収縮を始める．この大気の収縮によって，固体コアは周りの原始惑星系円盤のガスを大量に捕獲するようになる[7]．固体コアと大量のガスエンベロープからなる木星型惑星はこのように形成されると考えられている．以上が標準的なモデルにおける惑星形成のシナリオである．

以上のようなシナリオにもとづいて多くの研究が進められ，惑星形成理論は大きく発展してきた．特に，1990 年代以降に行われたN体数値計算は，微惑星が集積し惑星が形成される過程を具体的に描写することを可能にした．1980 年代までの惑星形成の標準モデルにおいては，木星型惑星の形成時間が長すぎる，または，地球型惑星の広い間隔を説明できないという問題があった．しかし，N体数値計算の結果から，前者の問題は微惑星の中から少数の原始惑星と呼ばれるものが暴走的に成長することで[8),9)]，後者の問題はこれら原始惑星が互いに衝突するという巨大衝突が引き起こされることによって[10),11)]，解決されるに至った．惑星以外の小惑星，太陽系外縁天体，彗星などの小天体の起源を説明する研究も惑星形成のシナリオにもとづいて数多くなされてきた．

3．微惑星形成の問題とダスト成長過程

以上のシナリオにもとづいた惑星形成論は，太陽系の形成の説明にある程度成功したが，上で述べたように微

惑星形成の問題は未解決のまま残されている．この微惑星形成の問題について簡単に説明しよう．

沈澱したダスト層と円盤のガス成分とでは，中心星をまわる回転速度がわずかに異なっている．この速度差は数 10 m/sec 程度であるが，これがダスト層の自己重力不安定による微惑星形成を妨げる原因となる．自己重力不安定を起こすために，ダスト層はガス円盤の１万分の１程度まで薄くなる必要があるが，この速度差のため，ダストはガスよって上方に巻き上げられてしまう．その結果，ダスト層は十分薄くなれず微惑星をつくる自己重力不安定は妨げられてしまう[12]．

ダスト層の重力不安定が起こらないとなると，微惑星はダストの衝突合体によって直接つくる必要がある[12]．しかし，このような微惑星の直接合体説にも２つの問題がある．１つ目は，メータサイズのダストがガスの抵抗によって太陽へ急速に落下してしまうという問題である．２つ目は，メータサイズのダストは数 10 m/sec で互いに衝突するのだが，このような衝突で破壊せず合体できるかという問題である．このサイズでは，重力は効かず分子間力で付着する必要があるが，速度数 10 m/sec の衝突では合体は困難だと見積もられているのである[13]．

このような微惑星形成の問題解決における鍵は，ダストの内部構造にあると考えられる．サブミクロンから衝突合体によって成長したダストは，微粒子の集合体（アグリゲイト）となっている．これにもとづき，ダストアグリゲイトに関する研究が数多くなされてきた．最近のダストアグリゲイトの衝突実験の研究では，数 10 m/sec の衝突でも合体は可能という報告もされている[14]．この合体可能性はダストアグリゲイトの内部構造にも大きく依存するであろう．そのため，まずダストの合体成長における内部構造の進化を明らかにした上で，合体可能性を議論する必要があるだろう．

一方，ダストの沈澱や，巻き上げ，中心星への落下などという運動状態はガス抵抗によって支配されている[12]．抵抗の大きさはガスのあたる断面積で決まり，それはダストアグリゲイトの密度に依存する．従来のダスト成長の理論ではダストの密度は一定と単純化されていたが，ダストアグリゲイトの密度はその構造により大幅に変化すると考えられる．そのため，ダストの運動の様子も大きく変わる可能性がある．微惑星形成の問題を解決するためには，原始惑星系円盤においてダストがどのような構造を持っているのかを解明することが不可欠なのである．

さらに，ダスト構造はダストの光学的特性（吸収係数や散乱角度分布）を大きく変えるため，原始惑星系円盤の観測においても重要なファクターである．中間赤外における円盤放射スペクトルにおいて，サブミクロンサイズのシリケイトダストが起源である波長 10 μm 付近のピークの有無からダストの成長の度合が議論されているが[15]，このピークはサイズとともにダスト構造にも依存している．例えば，BCCA と呼ばれる非常に低密度なダストを考えた場合には，かなり大きく成長した段階でも 10 μm のシリケイトのピークは消失せず保たれることが示されている．逆に，ダスト光学的特性がダスト構造に依存することを利用することで，原始惑星系円盤観測結果からダスト構造に関する情報を得ることも可能であろう．

以上に述べたように，惑星形成過程の研究において，ダスト構造進化を考慮したダスト成長モデルの構築は多方面から必要とされている．低温科学研究所の理論惑星科学のグループでは，ダストの構造を簡単に密度で代表させ，成長の際のダスト密度進化を記述するというモデルを構築し，微惑星形成におけるダスト付着可能性やダストの光学的特性の進化という問題へのアプローチを試みている．以下ではダストの次世代モデル構築に向けた我々の研究を紹介する．

４．衝突によるダスト構造の進化と合体可能性

ダスト成長の際の密度進化は，ダスト衝突の際の圧縮によって決まる．低速衝突で衝突圧縮がおこらない場合には，いわゆる BCCA（Ballistic-Cluster-Cluster-Aggregation）[16] と呼ばれる空隙率が非常に高く密度の低い集合体として成長する．原始惑星系円盤におけるダスト成長の初期段階では，衝突速度が遅いためダストはこのような BCCA の構造を持っていたと考えられている．BCCA はフラクタル次元２のフラクタルな構造をもち，その大きさ（さしわたし）は質量の２分の１乗に比例する．又，密度は質量の２分の１乗に反比例して減少するので，ある程度成長した BCCA の密度は非常に低くなるのである．

ダスト成長が進み衝突エネルギーが増加すると，やがて衝突の際に圧縮が進行するようになる．アグリゲイトの変形は，アグリゲイト内で結合している構成粒子同士が「転がる」ことにより起こる．構成粒子の転がりはエネルギー散逸を伴いある一定のエネルギーを必要とする．衝突エネルギーがこの転がりのエネルギーと同程度になると圧縮が開始されるのである[13),17]．いったん圧縮が開始されると，密度が減少しガス抵抗の減少をも引き

起こす．これは，ダストの衝突速度を増加させ，ダストの衝突圧縮はさらに加速される．このような相乗効果により圧縮が進行していき，やがて比較的コンパクトなダストが形成されると予想される（図3参照）．

このようなダストアグリゲイトの密度進化過程を明らかにするため，我々は大規模なダストアグリゲイトの衝突数値計算を行い，衝突による密度変化を詳しく調べた．その結果は，和田による章で詳しく述べられているので，ここではその結果を簡単にふれるにとどめる．

和田や陶山による大規模なダストアグリゲイトの衝突数値計算の結果によると，衝突による圧縮が進行した後も，フラクタルな性質はある程度維持される．衝突でつくられたアグリゲイトのフラクタル次元は常に2.5程度で，そのためダストの密度は非常に低く抑えられることになる[18),19)]．和田らはBCCAの衝突数値計算の結果から，アグリゲイトが衝突のエネルギーに応じて，どこまで圧縮されるかを求めた[18)]．又，このエネルギーと密度の関係から，衝突時のアグリゲイトの実効的な強度を密度の関数として得た．この強度をもとにアグリゲイトの密度進化を議論することが可能になった．

一方，陶山はアグリゲイトの連続衝突の数値計算を行い，合体成長していくアグリゲイトの密度進化の様子を明らかにした[19)]．図4には陶山らにより得られたダスト密度進化の様子を示した．横軸はアグリゲイトの構成粒子数で縦軸はアグリゲイト密度を表している．数値計算では毎回の衝突の際の衝突速度は一定とされており，図には様々な衝突速度に対する結果がプロットされている．衝突速度が速いほどすみやかに圧縮が進行して，BCCAの密度からずれてアグリゲイト密度は高くなる．しかし，圧縮が進行しつつも，アグリゲイト密度は成長とともに減少しつづけている．

陶山らは，この数値計算結果をもとにアグリゲイト密度 ρ の進化を記述する以下の式も導出した[19)]．

$$\frac{d\ln\rho}{d\ln M}=-\frac{1}{5}+0.23\left(\frac{M}{m_1}\right)^{-2/3}\left(\frac{\rho}{\rho_m}\right)^{-10/3}\frac{E_{imp}}{E_{roll}}. \qquad (1)$$

上式で，M はアグリゲイト質量，m_1，ρ_m はそれぞれ構成粒子の質量と密度である．また，E_{imp} と E_{roll} はそれぞれ衝突エネルギーと転がり変形に必要なエネルギーである．図1における点線は，その式を用いてプロットしたものである．上式によって各衝突速度の数値計算結果は良く再現されていることがわかる．

この密度進化の式を原始惑星系円盤におけるダスト成長に応用することで，成長の際のダスト密度の進化を見積もることができる．原始惑星系円盤において，初期にBCCAとして成長したアグリゲイトは，メータセンチサイズになると圧縮が開始される．その後は圧縮されながらもフラクタル次元が2.5と低い値をとるため，その密度はあまり増加せず，10^{-4}g/cm^3 程度以下という超低密度に抑えられるという驚くべき結果が得られる．

上の密度進化の数値計算では，アグリゲイトの正面衝突が主に調べられている．斜め衝突を考慮すると，正面衝突のみの場合に比べ衝突圧縮の効率はさらに下がると予想される．アグリゲイト密度がどの程度まで下がるかを定量的に知るために，斜め衝突も考慮に入れたアグリゲイト密度進化の研究を現在進めている．上ではアグリゲイトの衝突の際の圧縮を考えたが，アグリゲイトが受

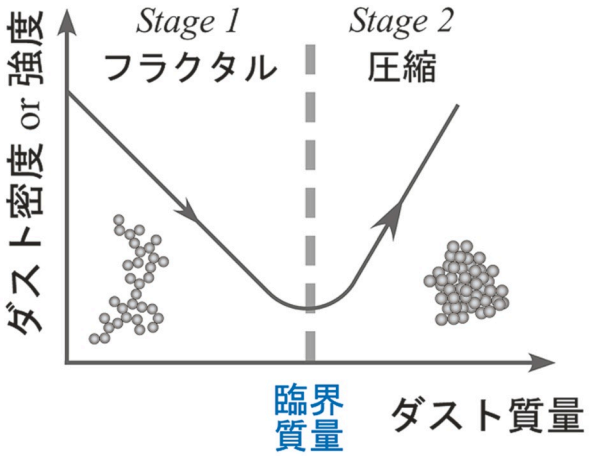

図3：成長時におけるダスト構造進化の概念図．原始惑星系円盤では，センチメータサイズ程度で圧縮が始まると見積もられている[19)]．

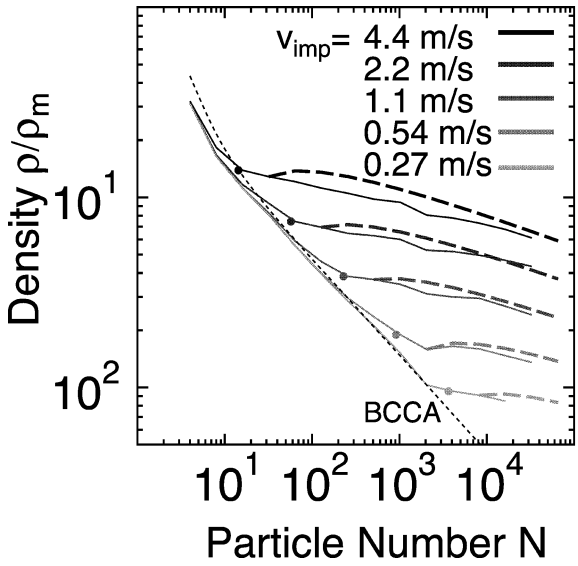

図4：陶山らによるダストアグリゲイト衝突合体数値計算から得られた成長するダストの密度進化．点線はBCCAの密度を示し，破線は密度進化モデルの式を用いてプロットしたもの．衝突による圧縮が開始されてもアグリゲイトの密度は減少している．

けるガス抵抗力によっても圧縮が起こる可能性がある．さらに，成長した天体では自己重力の効果も重要であろう．これらのように静的な力によるアグリゲイトの圧縮も調べる必要がある．

次に，ダストアグリゲイトの合体可能性についての成果について述べる．2体のダストの衝突時にそれらが合体できるかどうかは衝突速度に依存する．衝突速度が遅い場合には合体することができ，逆に衝突速度が十分速い場合には大規模な破壊が起こる．合体から破壊へと移行する臨界衝突速度は，一般にダストの構造に依存する．ダスト衝突の数値計算結果によると，非常に空隙率の高いフラクタル次元2をもつBCCAのアグリゲイトの場合には，破壊へ移行する臨界速度はアグリゲイトの全結合エネルギーで決まり，氷粒子でできているものでは数十m/sec，シリケイトの場合では数m/secとなる[13),17),18)]．

これに対し，比較的密な構造を持つBPCA（Ballistic Particle-Cluster Aggregation）[20)]のアグリゲイトの場合には，破壊の臨界速度は全結合エネルギーで見積もられる値よりも大幅に速くなることがわかってきた．様々なサイズのBPCAのアグリゲイトに対し衝突数値計算を行った結果，サイズが大きくなるにつれて破壊の臨界速度は増加する傾向が見られた．全結合エネルギーで見積もるとこのような増加は説明できない．数値計算結果を調べると，衝突時に構成粒子の間で結合と切断を多数回繰り返すことによって多くの運動エネルギーを散逸させており，これが臨界速度を増加させる主な要因となっていることがわかった．この臨界速度の増加はあるサイズまでで頭打ちになるが，氷粒子の場合には200 m/sec近くにまで達することが示された．

図5には，約6万体からなる2つのBPCAを200 m/secの速度で衝突させた数値計算結果を示した．このサイズのアグリゲイトではこの衝突速度でやっと破壊が卓越するようになる．図に見られるように，衝突で圧縮された後，亀裂が入りいくつかの破片へ分裂する．この亀裂による分裂が臨界衝突速度の増加の頭打ちと関係している．衝突速度がアグリゲイト構造の音速程度になると，衝突時アグリゲイトに亀裂が生じるようになり臨界衝突速度の増加が抑えられると解釈することができる．以上のような臨界衝突速度のサイズ依存性は10万体という大規模な衝突計算を行うことで明らかにされた．このような高速まで破壊が卓越しないことから，原始惑星系円盤内でのダスト成長における破壊の問題はほぼ解決されたといえるだろう．

数値計算では，主に氷粒子からなるアグリゲイトの正面衝突を調べた．シリケイトの場合も破壊の臨界速度に同様なサイズ依存性がみられるが，どこまで臨界速度が増加するかは明らかでない．さらに，斜め衝突を考慮するとより破壊が起きやすくなると考えられる．これらについては今後明らかにしていく必要がある．

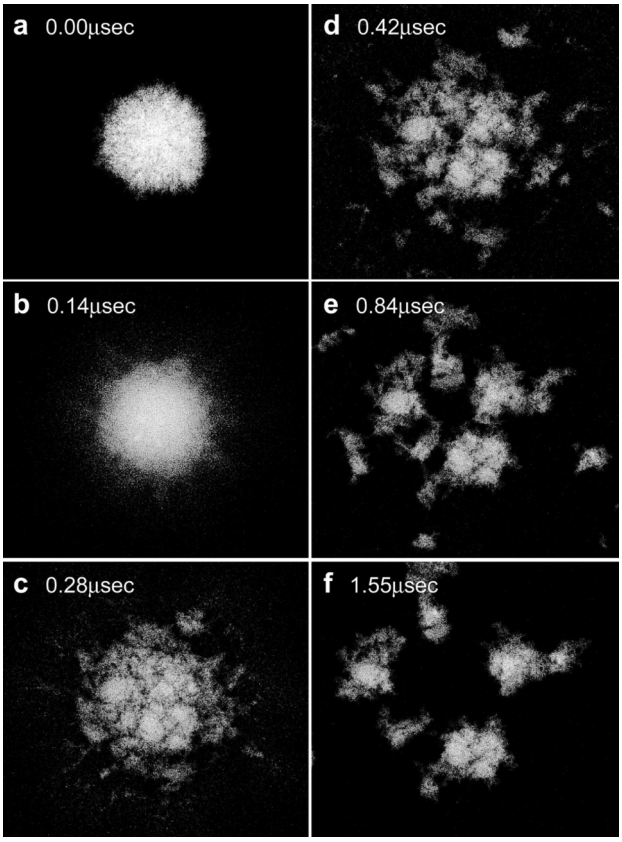

図5：約6万体からなる2つの氷BPCAの衝突数値計算結果．正面衝突する2体が重なる方向から見たもの．衝突速度は200 m/sec．衝突後いくつかの破片に分裂する．密な構造をもつBPCAの破壊速度はBCCAに比べて何倍も速い．

5．直接合体成長による微惑星形成

前節で述べたように，アグリゲイト衝突の数値計算結果から，(1)合体成長の際ダストアグリゲイトの圧縮はあまり進行せず，超低密度ダストが形成されることや(2)原始惑星系円盤内で起こる数十m/secの衝突速度に対しても破壊より合体成長が起こることが示唆された．これら結果をふまえて，ダスト直接合体成長による微惑星形成について再考してみよう．上で述べたように，直接成長説にはダストの中心星への落下という問題がある．まず，ダストの落下がどの程度深刻な問題であるのかをみるために，落下時間と合体成長時間を見積り両者を比較してみる．

ダスト落下の速度を v_r，中心からの距離を r とすると落下時間は $t_{\mathrm{fall}}=r/v_r$ で見積もられる．落下速度は，ガス密度，ダストサイズなどに依存するが，ガス抵抗がある程度弱くなるメータサイズでもっとも速くなる[21]．

一方，ダストの成長時間 t_{grow} は，ダスト数密度 n_{dust}，衝突断面積 σ_{col}，相対速度 v を用いて

$$t_{\mathrm{grow}}=\frac{3}{n_{\mathrm{dust}}\sigma_{\mathrm{col}}v} \tag{2}$$

と見積もられる[15]．さらに，ダスト層の厚さが v/Ω_{K} で与えられるとするとダスト数密度はダスト面密度 Σ_{dust} を用いて，$n_{\mathrm{dust}}=\Sigma_{\mathrm{dust}}/(mv/\Omega_{\mathrm{K}})$ と表される．ここで，Ω_{K} は円盤の回転角速度である．結局，成長時間は

$$t_{\mathrm{grow}}=\frac{3m}{\Sigma_{\mathrm{dust}}\sigma_{\mathrm{col}}\Omega_{\mathrm{K}}} \tag{3}$$

と書かれる．成長時間はダスト間相対速度には依存しないことがわかる．

図 6 には，これらの式を用いて見積もった落下時間と合体成長時間をダストサイズの関数として図示した．最小質量円盤モデルを仮定し，5 AU の地点で見積もった．密度が 1 g/cm³ であるコンパクトなダストの場合，落下時間がもっとも短くなるメータサイズでダスト落下時間と合体成長時間は同程度になる．このため，かなりの量のダストが中心星に落下していくと考えられる．これに対し，0.01 g/cm³ という低密度のダストの場合，落下時間は常に成長時間に比べて長いので，この場合ダストの落下はあまり進まないと考えられる．ダストアグリゲイ

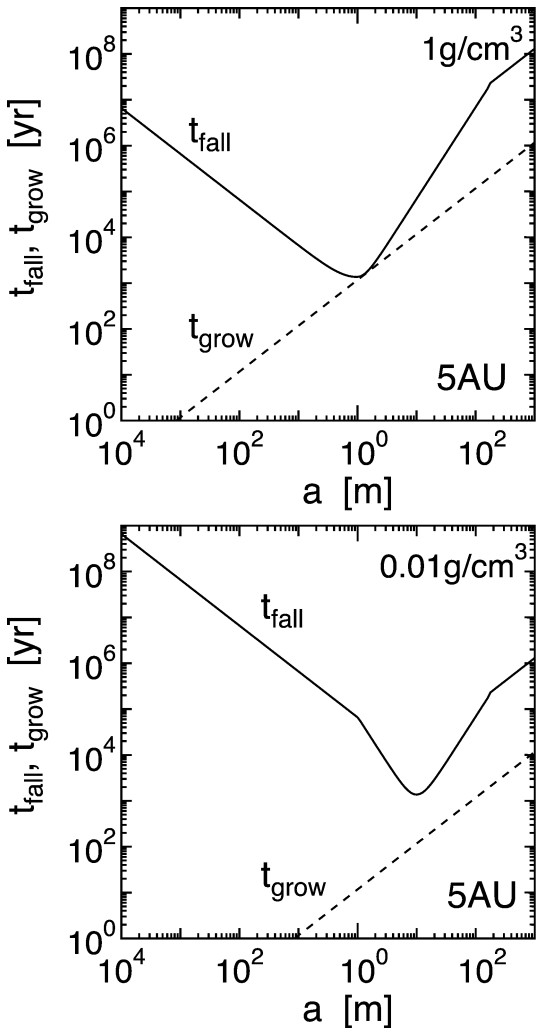

図 6 ：最小質量円盤 5 AU におけるダスト落下時間と合体成長時間．上図ではダスト密度は 1 g/cm³，下図では 0.01 g/cm³ とした．低密度のダストに対しては落下時間は成長時間に比べ長い．

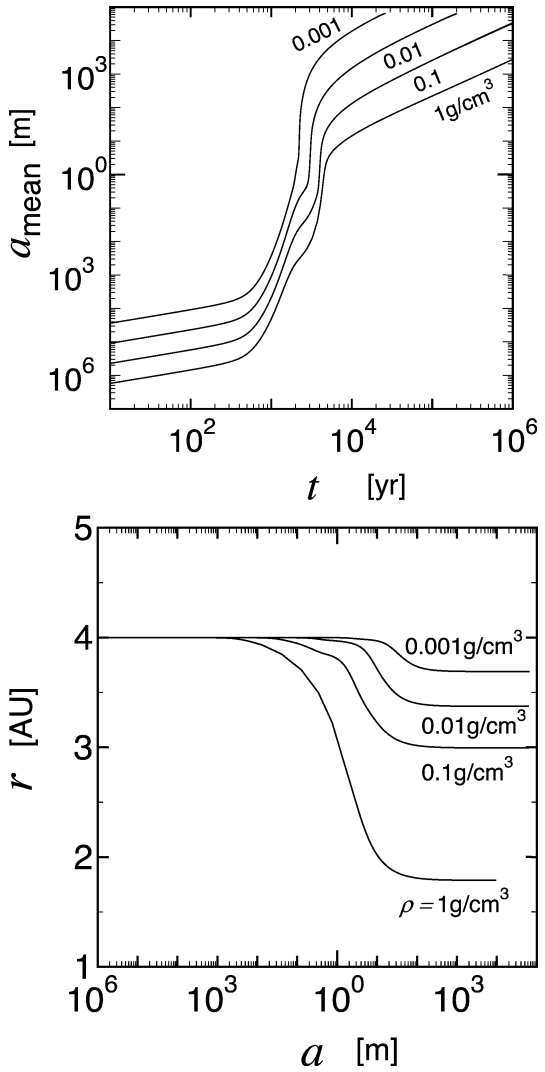

図 7 ：ダスト数値計算の結果得られたダスト平均サイズの進化（上図）と落下の様子（下図）．計算は最小質量円盤 4 AU において行った．ダストは落下が速くなるサイズで急速に成長する．この効果により，低密度のダストは成長の際あまり動径方向に落下しない．この結果はタイムスケールの見積りの結果を一致している．

トの衝突数値計算から示唆された密度はさらに2桁低い．このような超低密度ダストに対しては落下は問題とはならないと予想される．

ダスト落下の程度をより正確に見積もるため，さらにサイズ分布を入れたダスト成長の数値計算を行って落下の様子をしらべた．計算は田中ら[15]と同様の方法で行い，乱流による巻き上げも考慮した．ダスト成長の計算から得られるサイズ分布の幅はあまり広くないため，ダストの平均サイズによって成長をみることが有効である．図7には数値計算から得られたダスト平均サイズの進化の様子を示した（上図）．計算は最小質量円盤4 AUにおいて行い，様々なダスト密度の場合を計算した．図より密度の低いダストほど速く成長するのがみられる．また，どの密度の場合でもメータサイズ付近ではダストは急速に成長しているのがわかる．さらに，そのような平均サイズをもつダストの落下の様子も示した（下図）．タイムスケールの見積りで予測されたように，低密度のダストは成長の際あまり動径方向に落下しないことがわかる．メータサイズ付近では落下速度は大きいのだが，成長時間も短いのでほとんど落下せずに成長できるのである．

以上で調べたように，衝突数値計算から示唆されている超低密度のダストを考えると，ダスト落下の問題は解決される．ダストアグリゲイトを考えると合体可能性の問題も同時に解決されているので，我々の次世代ダストモデルにおいて微惑星形成の直接合体説は有力なものになったといえるであろう．

6．まとめ

本稿で紹介した我々のグループによる研究結果は次のようにまとめられる．

1．ダストアグリゲイトの衝突数値計算の結果，(1)合体成長の際ダストアグリゲイトの圧縮はあまり進行せず，超低密度ダストが形成されること，(2)原始惑星系円盤内で起こる数十m/secの衝突速度に対しても合体成長が可能であることが明らかになってきた．(2)の結果からダストから微惑星への直接合体成長は実現可能になった．

2．微惑星形成の直接合体成長説には，ダストが中心星へ落下してしまうという問題もあった．しかし，ダストの落下時間を成長時間と比較すると両者は同程度であるので落下せずに成長できる可能性がある．さらに，ダスト衝突計算から示唆される超低密度をもつダストを仮定すると，成長時間が短縮されるため落下の問題は解決される．この結果は，より詳細なダスト成長の数値計算によって確認された．以上のように，我々の次世代ダストモデルによって微惑星の直接成長説の問題点は解決される．

次世代ダストモデルの構築に向けて，明らかにしなければならない問題はまだ数多く残されている．まず，斜め衝突の数値計算を行いダストの超低密度や高速衝突での合体可能性についての結果に対する影響を調べる必要がある．また，構成粒子の相互作用についてもまだ不定性が残されている．構成粒子同士の接触部において焼結が起こり，これが構成粒子間の結合を強固にする効果もあるであろう．この焼結の効果で，アグリゲイトが硬くなり破壊が起きにくくなるのか，またはもろくなってかえって破壊を促進するのかは明らかでない．これも衝突数値計算によって詳しく調べていく必要がある．さらには，構成粒子のサイズ分布も考慮する必要がある．サイズ分布を入れることで構成粒子相互作用の強さが変わる可能性がある．以上の効果によって，我々の衝突数値計算の結果が変わってくる可能性が大いにあるだろう．

ダストの構造を考慮することで，ダスト成長の研究は複雑で奥の深いものとなった．近い将来天文観測から惑星形成現場でのダストの詳細な情報が得られれば，上のようなダスト構造のモデルが実際に有効であるのかが明らかにされるであろう．ダストの構造の研究はまだ始まったばかりであり，今後大きく発展することが期待される分野である．

参考文献

1）V. S. Safronov, *Evolution of the protoplanetary cloud and formation of the earth and planets*, Nauka press, Moscow (1969) [English translation, NASA TFF-667, 1972].

2）C. Hayashi, K. Nakazawa, and Y. Nakagawa, In Protostar and Planets II, Univ. of Arizona Press, Tucson (1985) p.1100.

3）M. Mayor and D. Queloz, *Nature* **375** (1995) p.355.

4）S. V. W. Beckwith, A. I. Sargent, R. S. Chini, and R. Guesten, *Astronomical J.* **99** (1990) p.924.

5）Y. Nakagawa, K. Nakazawa, and C. Hayashi, *Icarus* **45** (1981) p.517.

6）P. Goldreich and W. R. Ward, *Astrophys. J.* **183** (1973) p.1051.

7）H. Mizuno, K. Nakazawa, and C. Hayashi, *Prog.*

Theor. Phys. **60** (1978) p.669.
8) E. Kokubo, and S. Ida, *Icarus* **123** (1996) p.180.
9) E. Kokubo, and S. Ida, *Icarus* **131** (1998) p.171.
10) J. E. Chambers and G. W. Wetherill, *Icarus* **136** (1998) p.304.
11) J. Kominami and S. Ida, *Icarus* **157** (2002) p.43.
12) S. J. Weidenschilling and J. N. Cuzzi, In *Protostar and Planets III*, Univ. of Arizona Press, Tuscon (1993) p.1031.
13) C. Dominik and A. G. G. M. Tielens, 1997, *Astrophys. J.* **480** (1997) p.647.
14) G. Wurm, G. Paraskov, and O. Krauss, *Icarus* **178** (2005) p.253.
15) H. Tanaka, Y. Himono, and S. Ida, *Astrophys. J.* **625** (2005) p.414.
16) P. Meakin, *Rev. Geophys.* **29** (1991) p.317.
17) K. Wada,, H. Tanaka, T. Suyama, H. Kimura, and T. Yamamoto, *Astrophys. J.* **661** (2007) p.320.
18) K. Wada,, H. Tanaka, T. Suyama, H. Kimura, and T. Yamamoto, *Astrophys. J.* (2008) in press.
19) T. Suyama, K. Wada, and H. Tanaka, (2008) submitted to *Astrophys. J.*
20) T. Mukai, H. Ishimoto, T. Kozasa, J. Blum, and J. M. Greenberg, *Astron. Astrophys.* **262** (1992) p.315.
21) I. Adachi, C. Hayashi, K. Nakazawa, *Prog. Theor. Phys.* **56** (1976) p.1756.

(2007 年 12 月 1 日　改訂受付)

Evolution of Dust Grains in Planet Formation Process

Hidekazu Tanaka
Institute of Low Temperature Science, Hokkaido University

Toru Suyama
Institute of Low Temperature Science, Hokkaido University

Koji Wada
Institute of Low Temperature Science, Hokkaido University

Hiroshi Kobayashi
Institute of Low Temperature Science, Hokkaido University

abstract:
In the planetary formation theory, formation process of planetesimals from dust grains is one of the most uncertain parts. We are trying to construct a new dust model in which we take into account internal structure of dust aggregates composed of a number of sub-micron sized grains. In the present paper, we briefly describe the planetary formation theory and its problems and show our recent results on numerical simulation of dust aggregate collisions and our new dust model derived from the numerical simulations. Our new dust model would be applicable to many fields of planetary sciences and astronomy.

田中秀和
〒060-0819 札幌市北区北 19 条西 8 丁目
北海道大学　低温科学研究所
Tel: 011-706-5472, Fax: 011-706-7142
email: hide@lowtem.hokudai.ac.jp

陶山　徹
〒060-0819 札幌市北区北 19 条西 8 丁目
北海道大学　低温科学研究所
Tel: 011-706-5477, Fax: 011-706-7142
email: hide@lowtem.hokudai.ac.jp

和田浩二
〒060-0819 札幌市北区北 19 条西 8 丁目
北海道大学　低温科学研究所
Tel: 011-706-5476, Fax: 011-706-7142
email: wada@neko.lowtem.hokudai.ac.jp

小林　浩
〒060-0819 札幌市北区北 19 条西 8 丁目
北海道大学　低温科学研究所
Tel: 011-706-5476, Fax: 011-706-7142
email: hkobayas@neko.lowtem.hokudai.ac.jp