

2020年度最優秀研究者賞受賞記念論文 惑星形成を直接見たい! -100pc先にある100 μ mの微粒子-

片岡 章雅¹

2021年12月17日受領, 査読を経て2022年1月7日受理

(要旨) 原始惑星系円盤は、今まさに惑星が形成されている現場を我々に見せてくれる一方、天体までの距離は典型的に100 pc程度であり、その遠さからダストのマイクロ物理を制限するのは簡単ではありません。対して隕石や太陽系内天体は、その近さゆえ様々な角度から惑星形成に制限を与えてくれますが、約46億年前に起こった太陽系形成を今直接見ることはできません。私は、特に原始惑星系円盤の観測を念頭に置きながら、ダスト集合体の数値計算や原始惑星系円盤における観測予測、更にALMAを用いた偏光観測を通して、惑星形成過程の研究を行ってきました。本稿では、これらの私の研究について、その本筋の考え方が伝わるよう紹介したいと思います。

1. はじめに

この度は、日本惑星科学会2021年度最優秀発表賞という栄誉ある賞を受賞することができて、大変光栄に思います。ここまでの研究を支えてくださった方々に、改めて御礼申し上げます。

本稿を執筆するにあたり、遊星人の読者層について考えました。私のように天文学をベースとして惑星形成を研究する方ももちろんいらっしゃるでしょうが、日本惑星科学会には太陽系の天体や隕石を中心とした研究を進めている方もたくさんいらっしゃいます。むしろ、そういう方のほうが多いでしょう。これだけ研究対象が違うにも関わらず、求めたい科学が惑星科学という点で一致しているのが日本惑星科学会の面白いところであり、難しいところだと感じています。このような背景を踏まえ本稿では、惑星形成におけるダストのマイクロ物理について主軸を置き、理論的に何を解き明かしたいのか、そして天文観測においてどこまでがわかりうるのか、そのエッセンスを私の進めてきた研究を中心にお話したいと思います。

せっかくの日本語記事ですので、論文で書けないようなおおよその見積もりや、ざっくりとした考え方

など、日本語解説記事でしかお伝えできないこと書きたいと思っています。その反面、あまりきれいな図も出てこなければ、複雑な式も出しません(簡単な式の引用は許してください)。それらの詳細については出版済みの論文を参照していただけますと幸いです。

2. ダストの合体成長と空隙率

惑星形成は、固体のサイズ成長の過程と捉えることができます。ダストと呼ばれる固体微粒子が、若い原始星の周りに形成される原始惑星系円盤内で付着成長することでサイズを大きくし、最終的に惑星が形成されます。しかし、その過程はそう単純ではなく、多くの成長の壁が知られています(例:ダスト落下問題・衝突破壊問題・跳ね返り問題等)。私の博士課程学生時代の研究では、これらのダスト成長の壁は、ダスト付着成長における空隙率進化を考慮すると、自然と解決されるというものでした。

ダストの合体成長における空隙率進化について、なるべく簡単な言葉とちょっとした見積もりで考えてみましょう。原始惑星系円盤において、初期のダストは、半径サブミクロンサイズの氷粒子だとしましょう。もしかしたらシリケートコア等があるかもしれませんが、ダストの付着力の特性はその表面の物質で

1.国立天文台

aki.kataoka.astro@gmail.com

決まるため、表面が氷であればこの仮定は成立します。そして、付着力を持った弾性体の球体が互いに衝突付着するモデルを考えます[1,2]。さて、原始惑星系円盤内で氷粒子が衝突付着成長すると、まず等サイズ衝突を繰り返すと期待されます。衝突速度は熱運動による衝突のため、低速度衝突です。するとダストは、付着を繰り返しながらBCCAとよばれるフラクタル次元1.9の構造を作ります[3,4]。簡単のためこのフラクタル次元を2とすると、このときダスト集合体の充填率は、質量の-0.5乗に比例します。すなわち、質量が10桁大きくなれば、充填率は5桁下がります。このとき充填率 10^{-5} です。簡単な付着成長を考えると、簡単にダスト集合体がスカスカになることが期待されるわけです。

もちろん、「さすがにそんなスカスカなことはないだろう。何らかの圧縮機構が効くだろう」と直感的に思います。では、ダスト集合体同士の衝突によってスカスカダストは圧縮されるでしょうか。ダスト集合体は、たとえ少量のエネルギーが与えられても、弾性的な振動をしながらエネルギーが散逸するため、その構造を変えません(イメージとしては、わっさわっさ揺れながら、だんだん収まり、元の形に戻る)。しかし、ある一定以上のエネルギーが与えられると、ダスト粒子同士の接触点が増え、全体のダスト集合体の構造が変わります。すなわち、ダスト集合体を圧縮するためには、衝突による運動エネルギーが、何らかのクリティカルなエネルギーを超える必要があります。過去の研究により、このエネルギーは E_{roll} 程度であると見積もられています[5]。これは、接触しているダスト粒子を転がして動かすのに必要なエネルギーです。さて、ここから見積もると、最初サブミクロンサイズだったダストが付着成長し、そのダスト集合体が初めて圧縮されるのは、充填率が 10^{-5} 程度まで下がったときであるとわかりました。更に悪いことに、ダスト集合体は衝突によって圧縮はされるものの、付着時の空隙を潰すのにエネルギーが使われ、充填率が上がらないことがわかりました。あれ、変ですね。これではダスト集合体はスカスカになったままで惑星までたどり着きません。

そこで我々は、衝突エネルギーを用いた動的な圧縮ではなく、外力による静的な圧縮を考えました。まず、ガスの動圧を考えましょう。ダスト集合体はガス

と速度差を持ち、その速度差に起因するガスの動圧による圧縮が考えられます。N体計算により、ダストの圧縮強度は充填率の3乗に比例することを示しました[6]。ガスの動圧は大雑把に言ってガスとダストの速度差に比例します。ガスとダストの速度差は、ダストの大きさが大きくなれば速度差が大きくなりますが、ある程度大きくなったところで最大値を取ります(ストークス数1くらいです)。この最大の速度差のときの圧縮によって達成される充填率が、ガス圧による圧縮で得られる最大の充填率です。計算してみると、おおよそ 10^{-3} から 10^{-4} 程度でした[7]。まだまだスカスカですね。

ダスト集合体自身の重力による静的圧縮はどうでしょうか。自分の重力による力のほうが圧縮強度よりも大きければ、当然天体は潰れ、より小さな充填率を持つようになります。これを見積もってみると、充填率は質量の0.4乗となりました。つまり、質量が大きいところだけで効きます。そこで、どのくらい大きくなればガスの動圧圧縮より効くかを考えてみると、おおよそ質量が 10^{12} gくらいでした[7]。10mくらいの岩と同じ重さです。すなわち、ダスト集合体が非常に重くならないと自己重力圧縮は効かないとわかったわけです。

以上をまとめたのが図1です。ここまでで示したとおり、「考えられる様々な圧縮機構を考えてはみたものの、どうにも成長途中のダスト集合体を圧縮するメカニズムが見つからない」という結論が得られました。更に、スカスカであるため跳ね返りも起こらず[8]、急速成長により中心星落下も回避し[4]、氷ダスト粒子を考慮すれば衝突破壊も回避できる[9]、というかなり良いモデルになっています¹。とはいえ、物質

¹ダスト落下問題の解決について、典型的タイムスケールを見積もってみます。ストークス数1程度の粒子は、コンパクト成長をした場合は成長タイムスケールがダストガス比にのみ依存するのに対し、空隙を伴って成長した場合は成長タイムスケールがダストガス比に(ガスの平均自由行程)/(ダストアグリゲイトの半径)という量がかかります。これは、ガス抵抗則がエプスタイン則からストークス則に変化したことに起因します。すなわち、ストークス数1の最も落下しやすい時に、ダスト半径が大きければ大きいほど急速に成長するのです。その一方で、ダスト落下のタイムスケールはストークス数のみで決まっています。適当なモデルを仮定すると、平均自由行程が1m程度に対して本モデルのダスト半径が100m程度となるため、空隙を考慮したダストアグリゲイトは、大幅な成長加速を受け、ダスト落下問題を回避できます。本物理メカニズムについては奥住氏の論文を参照してください。

の充填率が 10^{-3} や 10^{-4} だなんて、正直人間の直感とは反しています。ですが、この結果は、本当に観測事実と反しているのでしょうか。初期はサブミクロンサイズのコンパクトダストなので、星間空間のものと同じです。また、微惑星サイズであればそれなりに圧縮されています。ちょっと光学特性を計算してみると、中間天体は、少なくともたとえスカスカでも光学特性としてはミリ波の観測を説明できることもわかりました[10]。すなわち、(当時の)観測事実と何ら矛盾していなかったわけです。そうであるなら、原始惑星系円盤にあるダストは、実はほとんどもなくスカスカなダスト集合体なのだろうと期待されます。というわけで、スカスカダスト集合体を観測的に実証したくなってきました。

3. 空隙率の観測的検証

前節で議論したとおり、理論的にはダストは合体成長の過程で空隙を持つことが期待されています。これが観測的に実証(あるいは反証)できれば、それは惑星形成理論に強い制限を加えます。しかし、これまでそのような研究はされてきませんでした。その理由は、そもそも空隙を持つダストとコンパクトなダストは、観測的にほとんど区別できないためです。

図2は、Mie計算によって得られたダストの吸収オパシティを表します[10]。原始惑星系円盤のミリ波

放射は、光学的に薄ければ、この吸収オパシティに比例しています。5本の線は、充填率が $1, 10^{-1}, 10^{-2}, 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5}$ の5つの場合です。ここで、ダストはどのパラメータセットにおいても充填率とダスト半径をかけたものが1 mmになるようにしています。すると、ダストの吸収オパシティがほとんど一致することがわかります。これは、例えば半径1 mmでコンパクトなダストと、半径1 cmで充填率が0.1のダストや半径10 cmで充填率0.01のダストは、観測的に区別できないことを示しています。この理由は、ダスト単位質量あたりのダストの幾何学的な断面積を考えれば直感的に理解できます。さらに悪いことに、これらのダストはそのダイナミクスを決めるストークス数も同じです(ダスト半径がガスの平均自由行程より長いときはまた別ですが)。すなわち、力学的にも、光学的にもこれらのダストは区別がつかないということを示しています。

「じゃあもう空隙率の実証なんて無理じゃん。」2014年頃はそういう風に思っていました。しかし、研究を進めていると、思っても見なかった手法で観測可能であることがわかってきます。「吸収オパシティの情報だけを使っているからだめなんだ、散乱オパシティの情報も組み合わせればよいのだ」というアイデアです。そうは言っても、普通ミリ波においてダストの散乱なんて効かないじゃないかというのが常識だったのですが、それを打ち破ったのが、次節でお話するミリ波偏光観測です。

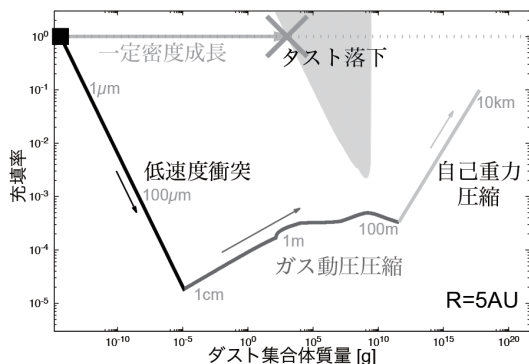


図1: ダスト集合体の密度進化の図。縦軸は充填率。一定密度成長時はダスト落下問題を回避できないが、充填率が低ければ回避できることを示す。[7]の図3と同じパラメータで作成。

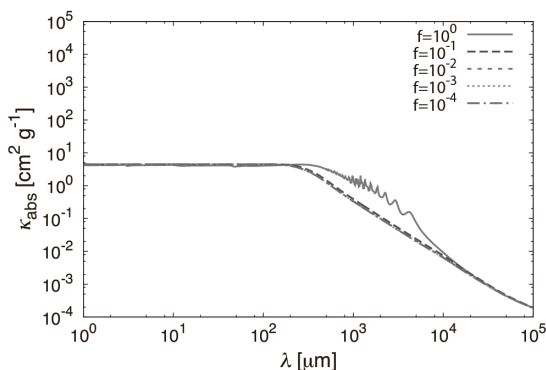


図2: ダスト集合体の吸収オパシティ。充填率fが観測から区別できないことを示す。[10]の図3と同パラメータで作成。

4. ミリ波偏光観測とダスト散乱

図3は、細い線が半径1 μm のダストの吸収・散乱係数を表したものです。波長1mm付近を見ると、散乱オパシティは吸収オパシティに比べて無視できるほど小さいことがわかります。すなわちダストが1 μm 程度であればミリ波においてダスト散乱は無視できます。しかし、これがそうは行かないのが原始惑星系円盤です。原始惑星系円盤では、ダストが付着成長により大きくなっています。例えばダストサイズが100 μm の場合、図の太線で示すとおり、散乱オパシティが吸収オパシティを上回るほど大きくなります。すなわち、ダストが合体成長して大きくなっている原始惑星系円盤では、ダスト散乱は無視できないことが期待されます。

簡単な式で確認して見てみましょう。散乱オパシティは、

$$\kappa_{\text{sca}} = \frac{\pi a^2}{m} Q_{\text{sca}}$$

としたときにダストサイズが小さい時は($x < 1$)

$$Q_{\text{sca}} = \frac{8}{3} x^4 \left| \frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right|$$

と表されます[10,11]。ここで、 a 、 m 、 x 、 Q_{sca} はそれぞれダストの半径、複素屈折率、サイズパラメータ、無次元化した散乱係数を表します。ここで、サイズパ

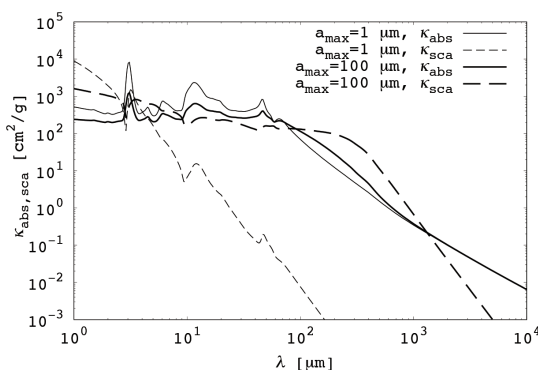


図3: ダスト集合体の吸収と散乱オパシティの比較。ミリ波では散乱が無視できないことを示す。[12]の図1と同パラメータで作成。

ラメータは $x=2\pi a/\lambda$ です。すなわち、散乱オパシティはサイズパラメータ($x=2\pi a/\lambda$)の4乗に比例します。ちょっとダストが小さければ、それだけで散乱は効かない、と理解できます。

さて、散乱が効くとした時、どんな物理現象が期待できるでしょうか。これまでに確認されたのは、ミリ波におけるダスト散乱によるダスト偏光[12]と連続波の減光[13,14]です。どちらも、ALMAによる高感度観測によって検出可能となった現象です。ここでは、ダスト散乱による偏光に着目します。

従来ダスト散乱に起因する偏光は無視できると考えられてきましたが、実際には、輻射場の非等方性からダストの熱放射が別のダストに散乱される「ダスト熱放射の自己散乱」による偏光が見えることがわかりました[12]。ここではそのメカニズムについては深追いせず、代わりに散乱偏光が起こる条件を考えてみます。図4は、点線がアルベドを表しています。アルベドとは、無次元化した散乱の効率です。アルベドは、ダストサイズが小さい時小さい値を取り、ダストサイズが波長と同程度以上のときに大きい値を持ちます。ダスト散乱が起こるためには、この値が大きくないといけません。更に、散乱した光が90度方向に偏光するかどうかを計算したのが図4の実線で示したPです。この量は、アルベドとは逆に小さいダストほど大きく、大きいダストでは効率が悪くなります。すなわち、ダストが散乱され、かつそれが偏光するた

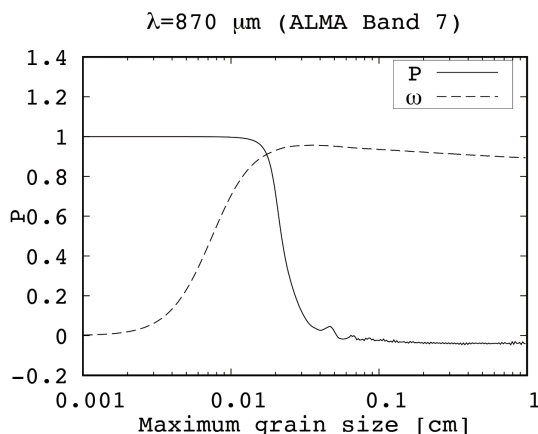


図4: ダストのアルベド ω と一回散乱の偏光度P。ダスト散乱偏光が検出される条件を示す。[12]の図3と同パラメータで作成。

めには、ダストサイズと波長が同程度である必要があります。より細かく言えば、ダスト半径が波長を 2π で割った程度のときにのみ、散乱偏光が検出されません。

これまでのALMA観測から、10を超える原始惑星系円盤から波長0.9 mmにおいて散乱偏光が非常に多く見つかってきました[15-18]。ここから見積もったダスト半径はおおよそ100 μm です。さらに面白いことに、なんと空隙にも制限が付きまして、充填率があまりに低すぎると、先に述べた散乱効率の値が小さすぎ、観測を再現できなくなります。結果は、充填率が1や0.1では散乱偏光を説明できるが、0.01以下では全く説明できないというものでした[19]。すなわち、原始惑星系円盤のダストの充填率が 10^{-3} という説は棄却されてしまいました。この大きな結論は変わらないでしょうが、今後の研究で更に詳細に制限を詰めていきたいと思っています。

5. まとめと今後の展望

ここまでの議論をまとめると、ダスト集合体の理論から、原始惑星系円盤の固体は超高空隙ダスト集合体(充填率 10^{-4} 程度)が示唆される一方、原始惑星系円盤の観測は比較的コンパクトなダスト集合体(充填率0.1程度以上)でないといけないとわかりました。これは困りました。こういうとき、もちろん観測は正しく、間違っているのはその解釈か理論です。

さて、この矛盾を解決するにはどうしたらいいでしょうか。少なくともダスト集合体の密度成長理論をもう一度考え直さねばなりません。何か見逃している圧縮過程があるのでしょうか。あるいは、観測されている原始惑星系円盤のダストは、既に重力によって圧縮されたキロメートルサイズ天体の破片、いわゆる二次的ダストなのでしょうか。また、ダスト集合体が比較的コンパクトなのだとしたら、跳ね返り問題も再燃します。その一方で、これらの結果は、隕石で見つかっているコンドリユールの大きさや密度とは整合的なのかもしれません。ALMAによる観測も更に進めていく必要があります。今偏光観測が実施されているのは、観測しやすい明るい天体だけです。太陽系に近いような原始惑星系円盤でも状況は同じとは限りません。別の観点からは、ダスト集合体の理論

は、はやぶさ・はやぶさ2やRosetta, OSIRIS-REXのような太陽系内天体の探査衛星による結果との比較が可能となり、これはまたダスト集合体の理論を深めてくれます。今後もこのような研究を進めていきたいと考えています。

私の研究キャリアを少し振り返ってみますと、2013年頃の理論的研究においては、ダスト集合体は非常に低い充填率を持つことが期待されました。2014年に、高空隙ダスト集合体はこれまでの観測では検証できないことを示しつつ、2015年にミリ波の偏光理論を確立しました。2016-2017年には初期のALMA偏光結果を発表し、その後は更にその理論的モデリングに取り組み、その中で高空隙ダスト集合体は観測を説明できないこと、更には、これまで期待されていたより小さなダストサイズであることを発見しました。本稿では紹介できませんでしたが、2018-2021年は共同研究者の方の手を借りつつ、これらの円盤のモデリングから、これらの結果がより確かであることを確認してきました。ここまでの研究は、観測の進展によるフィードバックを常に受けながら進められるという点で大変面白く、また難しい点であると感じています。今後も、天文・太陽系内の観測情報のどちらもうまく利用しながら、惑星形成の理解につながる研究を進めていきたいと思っています。

参考文献

- [1] Dominik, C. and Tielens, A. G. G. M., 1997, ApJ 480, 647.
- [2] Wada, K. et al., 2007, ApJ 661, 320.
- [3] Mukai, T. et al., 1992, A&A 262, 315.
- [4] Okuzumi, S. et al., 2012, ApJ 752, 106.
- [5] Suyama, T. et al., 2008, ApJ 684, 1310.
- [6] Kataoka, A. et al., 2013, A&A 554, A4.
- [7] Kataoka, A. et al., 2013, A&A 557, L4.
- [8] Wada, K. et al., 2011, ApJ 737, 36.
- [9] Wada, K. et al., 2009, ApJ 702, 1490.
- [10] Kataoka, A. et al., 2014, A&A 568, A42.
- [11] Bohren, C. F. and Huffman, D. R., 1983, Absorption and Scattering of Light by Small Particles (New York: Wiley).
- [12] Kataoka, A. et al., 2015, ApJ 809, 78.

- [13] Liu, H. B., 2019, ApJ 877, L22.
- [14] Zhu, Z. et al., 2019, ApJ 877, L18.
- [15] Kataoka, A. et al., 2016a, ApJ 820, 54.
- [16] Kataoka, A. et al., 2016b, ApJ 831, L12.
- [17] Kataoka, A. et al., 2017, ApJ 844, L5.
- [18] Hull, C. L. H. et al., 2018, ApJ 860, 82.
- [19] Tazaki, R. et al., 2019, ApJ 885, 52.