

「2023年度最優秀研究者賞受賞記念論文」 原始惑星系円盤のダスト赤外線光学特性の理論と観測:最前線への誘い

田崎 亮¹

2024年12月16日受領, 査読を経て2025年1月22日受理

(要旨) 惑星はどのように形成されたのか. この問いに答えるため, 筆者は惑星誕生の現場である原始惑星系円盤内の固体微粒子(ダスト)の理論・観測的研究に取り組んできた. 特に近年, 筆者は原始惑星系円盤の赤外線観測に着目した研究を行っている. 赤外線観測の魅力は, 円盤内のダストの物理・化学・鉱物学的性質を詳しく調べることができる点にある. そこで本稿では, 筆者らの理論・観測的研究成果を中心に, 赤外線ダスト観測の基礎からジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡などの最先端の話題に至るまでを紹介する.

1. はじめに

地球のような惑星はどのように形成されたのだろうか. 惑星の形成は, 大きさ $1\mu\text{m}$ にも満たない宇宙塵と呼ばれる固体微粒子(ダスト)同士が分子間力で付着していくことから始まる. この分子間力というミクロな力による固体の凝集現象(惑星形成論ではこの過程を「ダスト成長」と呼ぶ)が, その後どのような物理過程を経て, 重力でまとまった半径数千キロメートル以上のガスや固体の塊(惑星)に至るのか, その詳しい過程は今なお謎に包まれている.

筆者は惑星の起源を明らかにするために, 原始惑星系円盤のダストに関する研究を行っている. 原始惑星系円盤とは, 若い星の周囲に存在する円盤状の天体であり, 惑星形成の現場である. ダスト成長もここで起こると考えられている. 円盤内でのダスト成長の様子を模擬するために, 室内実験や数値シミュレーションが数多く行われ, 様々なダスト成長モデルが提案されてきた. これらのモデルに決着をつけるには, 現実の円盤内のダストの性質を観測的に明らかにすることが重要となる. 円盤ダストの観測には二つの重要な意義がある. 一つは, 惑星の種として

のダストの性質を調べることである. 円盤内のダストがどのような大きさ・構造・組成を持っているのかを明らかにすることで, ダスト成長過程や物性を究明するのだ. 二つ目は, トレーサーとしてのダストである. ダストの熱放射や散乱光は連続光であり, ガス輝線観測に比べて比較的観測しやすく, 円盤構造を調べる重要な手段の一つとなっている. また, ダストが磁場に対して整列できる場合, ダスト偏光観測から磁場構造を調べるといったことも可能かもしれない.

筆者は近年, 赤外線観測を用いた円盤ダストの研究に力を入れている. その魅力は, (1) 固体物質の赤外線フィーチャーの観測からダストの物理・化学・鉱物組成を調べることができる点, (2) 光散乱特性からダストのサイズ・構造・屈折率(組成)を詳しく調べることができる点, (3) 磁場に対して整列したダストの観測によって, 円盤表層部の磁場構造を調べることができるかもしれない点などにあると感じている. 筆者の研究の特色は, ダスト光学特性などの素過程の理論的研究と望遠鏡で得られた観測データのモデリングの双方からダストの性質に迫る点にある. そこで本稿では, 筆者らの理論・観測的研究成果を中心に, 赤外線ダスト観測の基礎から最先端の話題までを概説したい.

1. 東京大学大学院総合文化研究科
ryo.tazaki1205@gmail.com

原始惑星系円盤の構造模式図

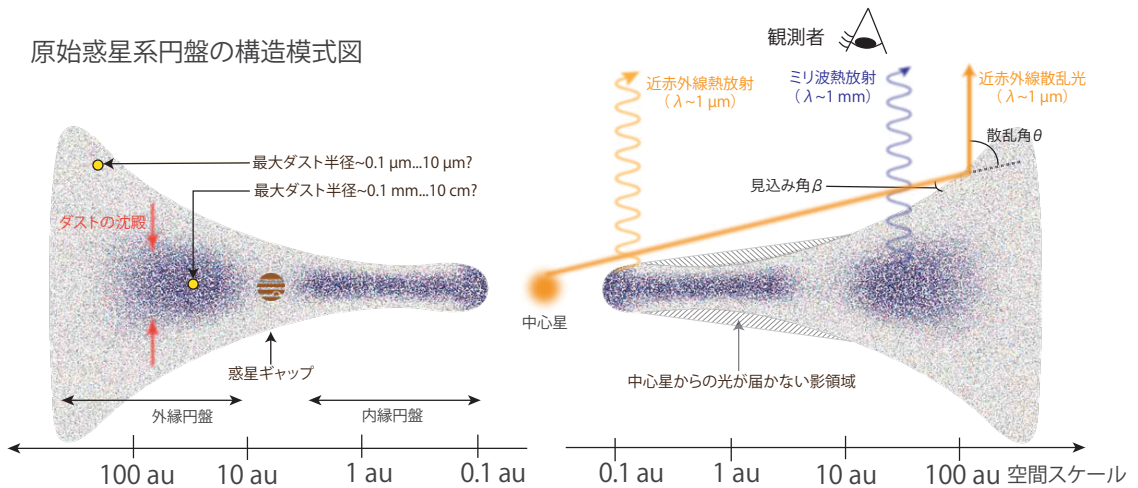


図1: 原始惑星系円盤の構造の模式図。図中の au は天文単位を表す。サイズの大きなダストは中心星の重力によって円盤赤道面に空間的に濃集する。これをダストの沈殿と呼ぶ。ミリ波ダスト連続波の観測では円盤赤道面付近由来のダスト熱放射を観測し、近赤外線観測では円盤最内縁の高温領域($\sim 10^3$ K)由来の熱放射、もしくは円盤外縁部のダストによる散乱光が観測される。また、内縁円盤が光を遮ることで中心星の光が届かない影領域が生じる場合もある。この図は円盤構造のあくまで一例を示したものであり、特定の天体の構造を念頭に置いたものではない。

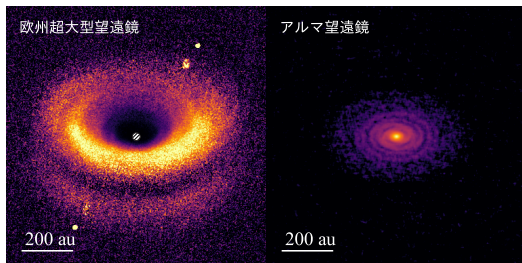


図2: おおかみ座 IM 星周りの原始惑星系円盤の観測結果。欧州超大型望遠鏡による円盤外縁部の近赤外線散乱偏光(波長約 $1.6 \mu\text{m}$ 、画像中央の円形斜線部が中心星の位置)[1, 2](左)とアルマ望遠鏡によるミリ波ダスト連続波(波長約 1.3 mm)[3](右)の明るさをそれぞれ線形・対数スケールで示している。なお左図では、円盤表面の各点を照らす中心星光の明るさが中心星からの距離によって減少する効果を補正した結果を示している(より詳しくは文献 [2] 参照)。

2. 円盤の赤外線散乱光: 入門編

2.1 赤外線観測の位置付け

原始惑星系円盤の観測は様々な波長で行われている。波長や放射の起源によって観測できる円盤領域も大きく異なってくるため、まずはじめに円盤観測における赤外線観測の位置付けをまとめよう。図1に原始惑星系円盤の基本的な構造と赤外線とミリ波と

いう2つの代表的な観測波長でトレース可能な円盤領域を示した。また実際の天体の観測画像の例として、おおかみ座 IM 星周りの円盤の近赤外線・ミリ波観測画像を図2に示した。

原始惑星系円盤内のダストは、中心星の光(可視光・近赤外線)を吸収することで温まり、その温度に応じて赤外線から電波といった様々な波長での熱放射を起こす。星近傍の高温ダストは近赤外線、星から離れた場所にいる低温ダストは遠赤外線・電波で輝く、といった具合である。図2(右)に示したアルマ望遠鏡による観測画像は低温ダストからの熱放射を観測している。一方で、(近)赤外線観測によってトレースできる領域はその放射の起源によって異なり、次の二つに大別される。一つは円盤内縁部の高温ダストからの熱放射成分である。原始惑星系円盤全体の近赤外線フラックスとして卓越するのもこの成分だ。もう一つは、円盤外縁部のダストが中心星光や円盤内縁部の熱放射を散乱することで生じる散乱光成分である。この成分は、大型望遠鏡を用いて円盤を高空間分解能で観測し、円盤内縁・外縁部を区別することで検出することができる。図2(左)に示した欧州超大型望遠鏡による観測画像はこの近赤外線散乱光を観測したものである。

赤外線散乱光とミリ波熱放射観測におけるもう一つの大きな特徴の違いは、トレースしているダストサイズが異なることである。前者が円盤表層部に浮かぶミクロンサイズ程度のダストを観測するのに対し、後者は円盤赤道面に沈殿したミリメートルサイズ程度のダストを観測する。以下では赤外線散乱光観測、すなわち円盤表層のミクロンサイズ程度のダストによる散乱光に関するトピックを扱う。

2.2 円盤散乱光の明るさの見積もり

円盤散乱光の値の感覚を掴むため、その明るさを見積もってみよう。簡単のため、円盤を真上から見込むフェイスオン円盤を考え、そのときの円盤散乱光の積分フラックスを見積もってみる。中心星から見た円盤上表面の立体角を Ω_{disk} とすると、中心星から上半球に放射された光のうち、 $\Omega_{\text{disk}}/2\pi$ の割合が円盤表面に入射することになる。円盤の外縁半径を r_{out} をすると、円盤の面積は $\sim \pi r_{\text{out}}^2$ のオーダーである。中心星からくる光線と円盤表面がなす角(見込み角)を β と置くと(図 1)、 $\Omega_{\text{disk}} \sim \pi r_{\text{out}}^2 \sin \beta / (r_{\text{out}}/2)^2 \sim 4\pi \sin \beta$ 程度である。ここで星と円盤表面までの典型的な距離として円盤外縁半径の半分(の値 $(r_{\text{out}}/2)$)を用いた。円盤表面に入射した光のうち、観測者方向に反射されるエネルギーの割合(みかけの反射率)を R とすると、星の明るさ(F_{star})に対する円盤散乱光の明るさ(F_{disk})は、

$$\frac{F_{\text{disk}}}{F_{\text{star}}} \sim \frac{\Omega_{\text{disk}}}{2\pi} R \sim 2 \sin \beta R, \quad (1)$$

と見積もられる。では、見込み角 β はどの程度だろうか。散乱面のアスペクト比として $h/r \propto r^\chi$ (r : 円盤の半径, h : 散乱面の高さ, χ : フレア指数)を仮定すると、見込み角 β は

$$\beta = \arctan\left(\frac{dh}{dr}\right) - \arctan\left(\frac{h}{r}\right), \quad (2)$$

$$\simeq \frac{dh}{dr} - \frac{h}{r} = \chi \frac{h}{r}, \quad (3)$$

$$= 0.05 \left(\frac{h/r}{0.2}\right) \left(\frac{\chi}{0.25}\right) \quad (4)$$

と書け、ここで dh/dr は円盤散乱面における円盤の傾き、 h/r は星から見た赤道面と散乱面のなす角で

ある(いずれも角度も通常 1 より十分小さいため、微小近似を用いた)。図 2(左)に示した天体(おおかみ座 IM 星)の場合、円盤半径 100–300 au における円盤のアスペクト比(h/r)はおおよそ $h/r \sim 0.2$ である。また、おおかみ座 IM 星を含む複数天体の h/r の推定値のフィッティングから $\chi \sim 0.27$ と推定されている。ここでは便宜上 $\chi = 0.25$ を典型的な値として採用しておこう¹。 $\beta \ll 1$ であることから $\sin \beta \approx \beta$ を用いると、円盤の散乱光の明るさは

$$\frac{F_{\text{disk}}}{F_{\text{star}}} \sim 0.025 \left(\frac{R}{0.25}\right) \left(\frac{h/r}{0.2}\right) \left(\frac{\chi}{0.25}\right). \quad (5)$$

つまり円盤散乱光は中心星の明るさの数 % のオーダーであることがわかる。実際に観測された円盤の明るさもこの程度のオーダーである [4, 5]。

中心星の周辺に広がった、星に比べてたかだか数 % 程度の明るさしか持たない円盤散乱光を検出するために、様々な観測的工夫が行われてきた。中でも 2010 年代の赤外線散乱光観測の主要観測方法となったのが偏光差分撮像と呼ばれるものである。これは中心星の光が無偏光であるのに対し円盤散乱光が(ダストによる散乱の結果)直線偏光しているという性質を利用した撮像方法だ。詳しくは橋本氏による解説記事 [6] を参照してほしい。偏光差分撮像では偏光強度(Polarized Intensity)が基本観測量となる。偏光強度は散乱強度に偏光度が掛算された量である。したがって偏光強度における円盤の明るさは

$$\frac{F_{\text{disk}}^{\text{PI}}}{F_{\text{star}}} \sim 0.0125 \left(\frac{R_p}{0.125}\right) \left(\frac{h/r}{0.2}\right) \left(\frac{\chi}{0.25}\right) \quad (6)$$

のオーダーとなる。ここで R_p は偏光強度のみかけの反射率であり、散乱光の直線偏光度を P とすると、 $R_p \approx PR$ 程度である。 P の値は、散乱光が無偏光であれば 0、完全偏光であれば 1 となる。式(6)によると、円盤の散乱偏光強度の明るさは中心星の明るさの $\sim 1\%$ 程度である。比較的明るい円盤の明る

¹適当に数字を丸めたように見えるが、 $\chi = 0.25$ という値はよく登場する。音速 c_s とケプラー角振動数 Ω_K を用いると、圧力スケールハイトは $h \propto c_s/\Omega_K \propto r^{(3+q)/2}$ という依存性を持つ。ここで q は温度の半径依存性 $T(r) \propto r^q$ を表す。なお、ここで散乱面の高さがガスの圧力スケールハイトに比例することを仮定した。 $q = -0.5$ のとき、 $\chi = 0.25$ となる。

さの観測値は概ねこの程度のオーダーである [1, 7, 8]. 例えば, 図 2(左)に示したおおかみ座 IM 星の偏光強度の積分値は星の明るさの $0.66\% \pm 0.05\%$ (波長約 $1.6 \mu\text{m}$) である [1]. 実際に観測された円盤の中には上記の推定よりも桁で暗い円盤もあり, 影領域の存在やダストの偏光効率が著しく低いなどの可能性が考えられる(図 1 も参照).

2.3 反射率とダストの性質

次に, みかけの反射率 R , R_p とダストの性質の関係について考えてみよう. 簡単のため, 円盤表面で中心星光がダストによって一回だけ散乱されるようなケースを考える. ダストの単散乱アルベドを ω ($0 \leq \omega \leq 1$) とすると, 入射光のエネルギーのうち散乱される割合は ω となる. また, 散乱された光はダストに対して等方的に広がることを仮定すると(等方散乱), 散乱された光のうちおよそ半分が円盤上空側(～観測者側)に散乱されるだろう. これを考慮すると円盤のみかけの反射率は

$$R \approx \frac{1}{2}\omega = 0.25 \left(\frac{\omega}{0.5} \right), \quad (7)$$

$$R_p \approx PR \approx \frac{1}{2}P\omega = 0.125 \left(\frac{P}{0.5} \right) \left(\frac{\omega}{0.5} \right) \quad (8)$$

と見積もられる.

このように円盤散乱光は偏光度 P やアルベド ω といったダスト光学特性に依存する. そして, 光学特性はダストのサイズ, 形状, 空隙率, 組成などから決まる.

上記の議論では簡単のために等方散乱を仮定したが, 現実的には散乱は非等方であるケースがほとんどである. たとえば, 図 2(左)をみると円盤の手前側が奥側に比べて明るくなっていることがわかる. これはダストの非等方散乱による効果だと考えられている. 入射光の波長よりもダストサイズが大きくなると散乱は非等方になり, 入射光のほとんどのエネルギーは小さな散乱角方向に散乱される(これを前方散乱と呼ぶ). つまり図 2(左)の場合, 円盤の手前側は散乱角が小さく, 前方散乱によって明るくなっているという解釈である. ダストの偏光強度の散乱角依存性を以下では偏光位相関数と呼ぶことにする. 偏光位相関数はダストの性質を調べる重要な指標のひとつであり, 第 3.1 節ではこれに関する研究を取り上げる.

ダストの偏光度やアルベドは波長依存性を持つ. そのため, 多波長観測によって得られる散乱光の情報もダストの性質の重要な指標である. たとえば, 波長に比べて小さなダストはレイリー散乱によって青い散乱光となり, より大きなダストは灰色や赤い散乱光となる. さらに多波長観測は組成を制約する際にも有効だ. たとえば, H_2O 氷は波長 $\sim 3 \mu\text{m}$ で強い吸収を示す. このとき, 単散乱アルベド ω は波長 $3 \mu\text{m}$ で減少することが期待されるので, 波長 $3 \mu\text{m}$ での散乱光観測から H_2O 氷の性質(氷の存在量など)を調べることができる. 第 3.2 節ではこのような研究を紹介する.

最後に, 式(7, 8)に示した反射率とダスト光学特性との対応はあくまで近似的なものであることをあらためて強調しておく. 実際の円盤では多重散乱が起こるため, 一回散乱を仮定した議論で十分な精度が得られるとは限らない. 多重散乱の効果は複雑であり, 観測量をダストの光学特性(P や ω)に直接焼き直すこと(逆問題)は一般に困難である. そこで有効となるのが順問題モデリングである. つまり, ある種のダストを仮定し, そのダストの光学特性を求め, それを用いて円盤内での輻射輸送過程(多重散乱を含む)を解くのだ. 得られた数値計算結果と観測結果を比べることで, 仮定したダストモデルの妥当性を評価するという方法だ. そこで続くセクションでは, 順問題モデリングを用いた我々のダスト研究を紹介しよう.

3. 我々の取り組み

ここでは前節で簡単に述べた偏光位相関数に着目した研究(第 3.1 節)と多波長観測に基づく散乱光の色や H_2O 氷の研究(第 3.2 節)をより詳しく紹介したい.

3.1 ダストは「どのように」進化するのか?

赤外線観測がトレースするマイクロメートルサイズのダストには二つの起源が考えられる. 一つは, 円盤内でダスト同士が低速度で衝突・付着を繰り返すことで形成された, 低密度なダスト凝集体(アグリゲイト)である. もう一つは, 円盤内でダスト同士, ないし微惑星同士の衝突破壊によって供給された「破片」

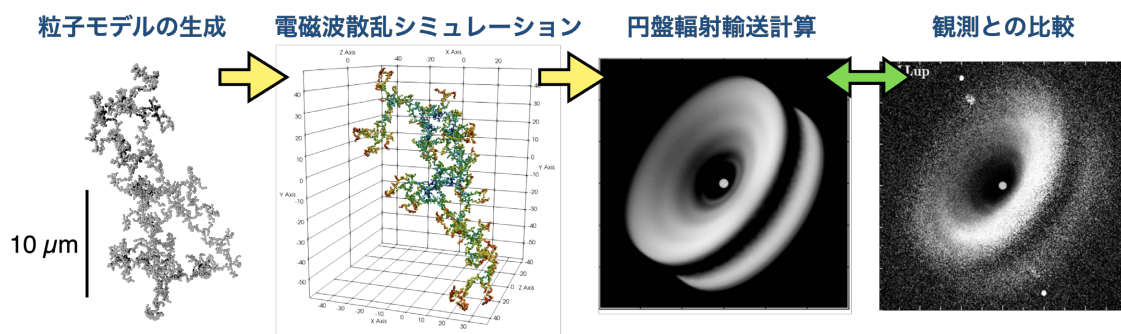


図3: おおかみ座 IM 星周りの偏光強度観測を解釈するための我々のアプローチ. 数値的に生成したアグリゲイトの電磁波散乱・吸収の数値解をもとに天体の輻射輸送計算を実行し, 観測との比較を行う.

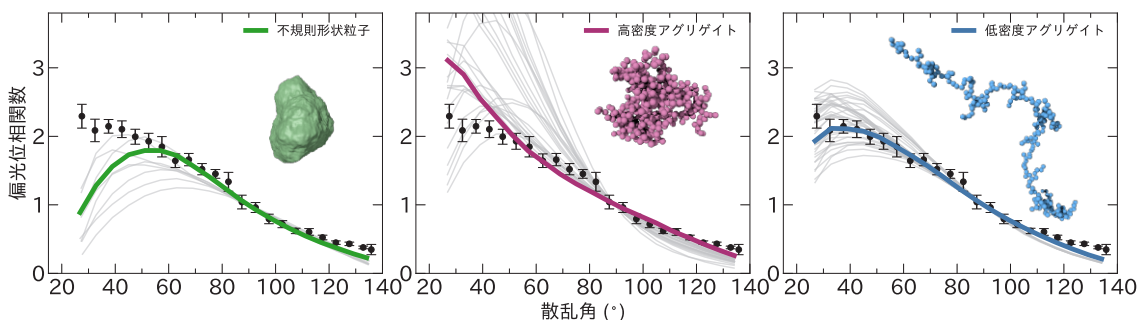


図4: おおかみ座 IM 星周りの円盤の波長約 $1.6 \mu\text{m}$ での偏光位相関数の測定結果と輻射輸送モデルの比較. 左から, 空隙を持たない不規則形状粒子, 高密度アグリゲイト, 低密度アグリゲイトの場合を示す. 各パネルの太い実線は各粒子タイプにおけるベストフィットを表し, 細い灰色の線は粒子半径や組成などが少しずつ異なる場合の結果である. 灰色の線のばらつき具合がダスト半径や組成などに対するパラメータの敏感さを表しているとみなせる.

という可能性も考えられる. 破片ダストの構造はよくわかっていないが, 付着成長で形成されるアグリゲイトよりは高密度な構造を持っていると考えられる. そこで, 観測的にダストの内部密度 (空隙率・構造) を調べることができれば, 表層ダストの起源に迫ることができるかもしれない. そこで筆者らは散乱光観測結果をもとにダストの構造を調べる研究に着手した.

我々がこの問題に着手した時点ではこのような研究はほとんど行われていなかった. その理由として次の二つの背景が考えられる. まず第一に, 式(8)からも分かる通り, 偏光強度観測では $P\omega$ という二つの光学特性量の積の形でしかダストの性質に制限がかけられない. この性質のため, 解釈においてしばしばパラメータ縮退が問題となる. すなわち, (高 P , 低 ω) と (低 P , 高 ω) の二つのケースを区別できないのだ. 偏光強度観測だけから縮退を緩和するに

は, 円盤の明るさや色以外の観測的情報に着目することが重要となる. 第二に, ダストの赤外線光学特性モデルの妥当性の問題がある. 従来研究では, ダストの光学特性 (たとえば $P\omega$) をミー理論や有効媒質近似を用いて計算するのが一般的であった. しかし, こうしたアプローチは低密度アグリゲイトの散乱特性を満足に再現できないことが知られており [9], 観測結果の解釈にバイアスを生む要因となる. 実際, デブリ円盤 (原始惑星系円盤よりも進化が進んだ天体) の赤外線散乱光の研究によってミー理論のような単純化した光散乱モデルでは観測を説明できないといった問題が指摘されており [10, 11], シンプルな光学特性モデルの限界が示唆されている. この壁を打破するには, アグリゲイト構造を適切に考慮した, より洗練された光学特性モデルが必要となる.

そこで我々は次のようなアプローチをとった. まず

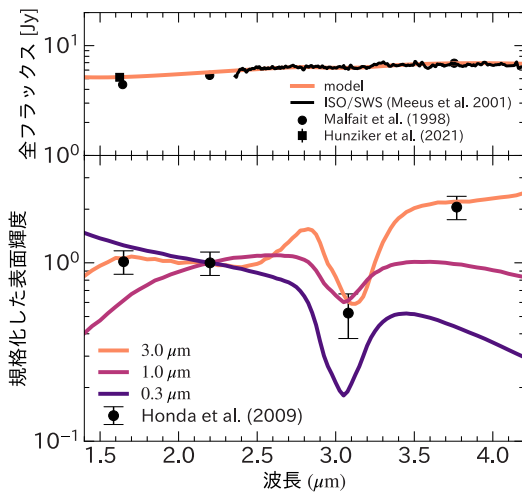


図5: HD 142527 星の全フラックス(上)と円盤西部の規格化した表面輝度(下)。全フラックスは星+内縁円盤の熱放射が支配的であり、 H_2O 氷が存在しない領域からの放射であるため $3\text{ }\mu\text{m}$ フィーチャーを示さない。一方で、円盤外縁部の低温領域の散乱光には氷の吸収効果が見えている。それぞれの実線は円盤表層のダスト半径が $0.3\text{ }\mu\text{m}$, $1\text{ }\mu\text{m}$, $3\text{ }\mu\text{m}$ の場合のモデル計算の結果を示す。

第一の問題をクリアするために、偏光位相関数の情報をダスト観測解釈に取り入れた。そして第二の問題をクリアするために、アグリゲイトの電磁波散乱・吸収の数値シミュレーションに基づく順問題モデリングを行った(図3)。従来アプローチに比べ計算コストが格段に高いことが欠点だが、ある種のダスト構造がどのような観測的特徴と結びつくのかを正確に予測することができる点が最大の売りだ。

我々は、おおかみ座 IM 星周りの円盤(図 2 左)にこの方法を試した [2]。その結果わかってきたことは、偏光位相関数はダストの構造に強く依存するということだ。その一例を図 4 に示した。ここでは空隙のない非球形粒子、高密度なアグリゲイト、低密度なアグリゲイトという 3 種類の粒子に対する偏光位相関数の理論モデルが示されている。モデルと観測結果を比較すると、低密度な構造を持つアグリゲイトモデルで観測結果を自然に説明できることがわかる。こうした低密度アグリゲイトはブラウン運動による凝集によって形成されることが実験・理論的に期待され [12–14]、また最近ではチュリュモフ・ゲラシメンコ彗星からも発見されたことから [15, 16]、若い

原始惑星系円盤内での形成が予想されていた。もし我々の結果が正しければ、このおおかみ座 IM 星周りの散乱光観測では、惑星形成最初期のダスト凝集の瞬間を捉えているのかもしれない。

3.2 「どのような」ダストか？

円盤内のダストはどのような組成を持っているのだろうか。これを明らかにする手がかりが赤外線フィーチャーの観測である。たとえば、 H_2O 氷であれば波長約 $3\text{ }\mu\text{m}$ 、珪酸塩であれば約 $10\text{ }\mu\text{m}$ に強い吸収(赤外線フィーチャー)を示す。つまり、赤外線フィーチャーを観測的に捉え、その結果をモデル計算と比較することで、ダストの組成、つまり「どのような」ダストが円盤に存在しているかを調べることができる。

筆者らは HD 142527 星に付随する円盤の H_2O 氷の $3\text{ }\mu\text{m}$ のフィーチャーの観測に注目した [17](図 5 の観測点)。この観測はすばる望遠鏡によるもので、エッジオン円盤以外の円盤における H_2O 氷の初検出報告である。この観測では、波長 $3\text{ }\mu\text{m}$ とその前後の波長のフィルターを用いた多色撮像観測から氷の存在を明らかにし、初期解析の結果は氷/珪酸塩質量比 ~ 2.2 を示唆していた。しかし、質量比推定に用いられた輻射輸送モデル [18] はダストの等方散乱などの単純化がなされており、これらの単純化が結果に与える影響はわかっていなかった。そこで我々は、ダストの非等方散乱や詳しい円盤構造を考慮した輻射輸送計算を実施し、 H_2O 氷のモデリングの再検討を行うことにした。

その結果、次の二つのことがわかってきた [19]。まず一つは、非等方散乱を考慮することで従来の推定に比べ、遥かに少ない氷水の量(氷/珪酸塩質量比 $\sim 0.06\text{--}0.2$)で観測を説明できるということである。これは円盤表層環境で H_2O 氷が紫外線によって破壊されている可能性を示唆している。もう一つは、散乱光の色を再現するためには半径 $\sim 3\text{ }\mu\text{m}$ 程度の比較的大きなダストの存在が必要であるということである。ダストの大きさがこれよりも小さくなると、散乱光の色は徐々にレイリー散乱による青色(長波長ほど暗い)に近づいていき、波長 $\sim 3.8\text{ }\mu\text{m}$ での観測を再現できなくなるのだ(図 5)。通常、ダストサイズが数ミクロン程度まで大きくなると、沈澱によって表

層領域から枯渇する。したがって、この結果は数ミクロンサイズのダストの沈殿を阻害するメカニズム(例えば強い乱流拡散など)の存在を示唆している。

4. そして最前線へ: 深化する研究と今後の展望

ここまで赤外線散乱光の基本と筆者らの2つの研究成果を紹介してきた。最後に、より最先端の話題として「ダスト力学過程」「ダスト組成」「ダスト構造」「内縁円盤と影」「ダスト整列と磁場?」という5つのトピックを取り上げ、それぞれのトピックに関する筆者ら研究状況と今後の課題や展望を述べたい。

4.1 ダスト力学過程

ダストの沈殿は、円盤赤道面にダスト濃集層を形成し、微惑星形成の舞台を整える重要な力学過程である。赤外線観測がトレースする円盤表層部におけるダストサイズは、重力による沈殿とそれを阻害するメカニズム(たとえば乱流拡散)のせめぎ合いで決まる。したがって、円盤表層のダストの大きさ(や構造)を調べることで沈殿度合いを観測的に調べることができる。実際、筆者らはHD 142527 星周りの円盤の表層部に $3\ \mu\text{m}$ 程度の大きさのダストの存在を示唆し、乱流拡散による沈殿の阻害の可能性を指摘している(第 3.2 節)。

ダストの沈殿を観測的に調べる最適なターゲットはエッジオン円盤だろう。これは円盤をほぼ真横から見るような天体のことだ。高空間分解観測を行うことで、円盤のダストによる散乱光を高さに区別することでダストの鉛直分布(沈殿過程)を調べるのだ [20]。ダスト散乱は、波長と同程度のサイズのもので効率的に起こりやすい。したがって、 $3\ \mu\text{m}$ 程度のダストもしくはそれよりも大きなものをトレースするには観測波長 $\lambda \geq 3\ \mu\text{m}$ の観測が鍵となる。ジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡はこれを高空間分解能・高感度で可能にする最新の望遠鏡である。ジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡はハッブル宇宙望遠鏡の後継機に位置付けられ、約 6.5 メートルという大口径が特徴の赤外線宇宙望遠鏡である。これにより波長 $\lambda \sim 10\ \mu\text{m}$ のような中間赤外線でも ~ 0.3 秒角という分解能を達成できる。これは 140 pc 離れた天

体の $\sim 42\ \text{au}$ の構造が分解できる程度である。

筆者らは、ジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡の近赤外線カメラや中間赤外線機器を用い、HH 30 星に付随するエッジオン円盤の波長 $2\ \mu\text{m}$ – $21\ \mu\text{m}$ での撮像観測を行った [21]。そして、波長 $7.7\ \mu\text{m}$ のような中間赤外線波長でも幾何学的に厚い円盤の姿を明らかにした。この結果は、円盤表層に半径 $3\ \mu\text{m}$ (もしくはそれ以上) のダストが存在するという説を支持するものだ。さらに、同様の結論が他のエッジオン円盤 2 天体 (Tau 042021 星, IRAS 04302 星) でも示唆されたが [20, 22]、また別の天体 (Oph 163131 星) ではミクロンサイズのダストが沈殿していることを示唆する結果を得た [23]。さらに、いくつかのエッジオン円盤において、中間赤外線で空間的に広がった放射成分(円盤風?)が付随していることも発見された [20, 23]。非効率なダストの沈殿の原因とその天体ごとの違い、そして広がった中間赤外線放射の起源は未だ明らかになっておらず、今後さらなる研究からその起源に迫っていきたい。

4.2 ダスト組成

原始惑星系円盤のダストの化学・鉱物組成の研究は、惑星形成を物質科学的側面から理解することに役立つ。円盤外縁部でのダストの主要成分は珪酸塩・炭素質物質・揮発性氷であると考えられるが、これらがどのような化学・鉱物組成で、どのような量で含まれているのかはよくわかっていない。

化学・鉱物組成を調べる王道は、第 3.2 節でも紹介した赤外線フィーチャーの観測だ。しかし、図 5 で紹介した多色撮像では分光学的特徴を詳しく解析することができない。一方で、ジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡/近赤外線カメラや中間赤外線機器による面分光観測(空間分解しながら分光を行うような観測)では、水や珪酸塩の分光学的特徴とその空間分布を調べるのが可能である。さらにジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡は、CO 氷や CO₂ 氷のような地上からはアクセスできない揮発性氷のフィーチャーにもアクセスできる点が強みだ。たとえば、(これは筆者が関わった研究ではないが) HH 48NE 星周りの円盤(エッジオン円盤)において揮発性氷の検出が報告されており [24–26]、従来、CO 氷のような揮発性の高い氷は存在しないと思われていた円盤表層

部にも CO 氷が存在する可能性が示唆されている。また、珪酸塩の中間赤外線フィーチャーの観測も進んでおり、約15年の間隔を置いたジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡とSpitzer 望遠鏡の観測データの比較から、ダストの性質の時間変化を調べるというユニークな視点での研究も登場している [27, 28]。

ダストのサイズや形状は、氷や珪酸塩のフィーチャープロファイルに影響し [29–31]、観測的に組成の情報を抽出する際に適正に考慮されなければならない。したがって、図 3 に示したアプローチが今後赤外線フィーチャーの観測解釈においても重要になっていくと筆者は考えている。なお、赤外線吸収・熱放射フィーチャーにおける粒子形状効果に興味がある方は、筆者の最近の解説記事もぜひご覧いただきたい [32]。さらに、ジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡による観測結果を物理化学モデルの視点から解釈する研究も重要となるだろう [33]。これらに関しても現在、中澤風音氏(東京科学大)・野津翔太氏(東京大)らと共同で研究を進めているところである。

4.3 ダスト構造

ダストアグリゲイトの合体成長過程は、アグリゲイトの構造や構造の基本単位(モノマー)の性質に強く依存し、こうした構造の不定性がダスト成長モデルの不定性につながっている。これを解決するには、観測的にアグリゲイト構造を決定することが重要である。第 3.1 節では、偏光位相関数を用いたアグリゲイト構造の研究について紹介した。しかし、偏光位相関数の議論はどの天体にも適用できるわけではないという問題がある。たとえば、円盤構造が不確かで散乱角が推定できない場合や、 $\sim 90^\circ$ 散乱しか観測できないフェイスオン円盤では位相関数の議論はできない。そこで、現在我々が注目しているのが偏光度 P だ。偏光度は円盤の構造にはあまり依存せず、ダスト光学特性をより純粋に反映すると考えられている(式 5 と式 6 の比をとることで、理想的には h/r や χ の依存性が消える)²。つまり偏光度が測定できれば、円盤の詳しい構造がわからない天体

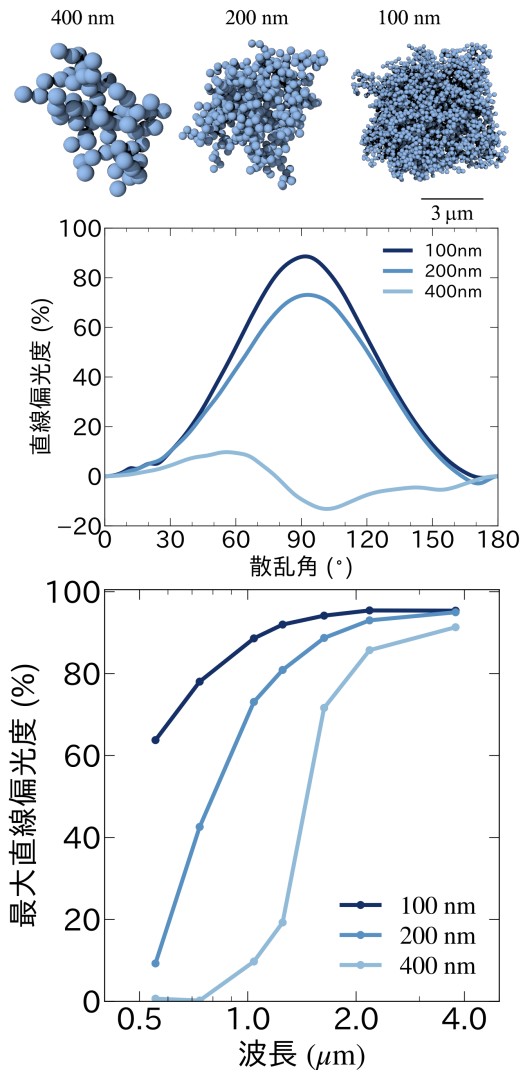


図6: アグリゲイトによって散乱された光の偏光度とモノマー半径の影響の一例 [34]: 偏光度の角度依存性(上)とその最大値の波長依存性(下). 実線はモノマー半径100 nm, 200 nm, 400 nm のモデルを表し、それぞれのアグリゲイトの(半径, 空隙率)は(3.14 μm, 86.8%), (3.12 μm, 86.4%), (3.12 μm, 86.5%)である。

やフェイスオン円盤であっても、ダストの性質を議論できる可能性があるのだ。

では、偏光度によってダストのどのようなことがわかるのか。一般に、偏光度はダストサイズや組成、形状などに依存する。ダストがアグリゲイト構造を持つ場合は構成微粒子の性質が偏光度に強く影響することが知られている。図 6 に我々が行ったアグリゲイ

²観測される偏光度は円盤表面における光の多重散乱による消偏光効果を受けるため個々のダストの散乱偏光度と正確に一致するわけではない。しかし、それでも観測される偏光度はダストの偏光度と強く相関することが期待できる。

トによる光散乱数値計算の一例を示した。ここでは構成微粒子半径が異なる三つのアグリゲイトの散乱偏光度を比較している。これらのアグリゲイトはモノマー以外の物理的特徴(質量・大きさ・空隙率・組成)はほとんど同一であり、偏光度の振る舞いの違いはモノマーの大きさの違いを反映していると考えられる。空隙率がある程度高いアグリゲイトの散乱偏光度は、

$$P = -\frac{S_{12}}{S_{11}}, \quad (9)$$

$$S_{ij}(\theta) \sim S_{ij,\text{mono}}(\theta)S \quad (10)$$

と近似でき、 S_{ij} はアグリゲイトの散乱行列要素、 $S_{ij,\text{mono}}$ はモノマーの散乱行列要素、 S は構造因子と呼ばれるモノマー配列に依存した光の干渉を特徴づける量である。この式については、筆者の解説記事をご覧ください [32]。ポイントは構造因子は入射光の偏光状態には依らない点である。式(10)を式(9)に代入すると、 $P = -S_{12,\text{mono}}/S_{11,\text{mono}}$ となり、アグリゲイトの偏光度は(空隙率が十分高いという近似のもとでは)モノマーの直線偏光度で決まると思える³。これはつまり、偏光度の観測によってアグリゲイトのモノマーの情報を調べることができることを意味する。より詳しい議論に興味がある方は筆者の論文をご覧ください [34]。

現在、原始惑星系円盤の散乱偏光度の観測が着々と進んでいる。我々は欧州超大型望遠鏡を用い、遷移円盤という種類の原始惑星系円盤の偏光度サーベイを実施した [35]。その結果、Ks バンド(波長 $\sim 2 \mu\text{m}$) で最大偏光度が 20–50% 程度であることがわかってきた。今後はこうした観測結果の理論的解釈に取り組み、そしてさらなる偏光度観測を拡充することでより多くの天体のダストの性質の統計的議論につなげていきたい。

4.4 内縁円盤と影

筆者らが赤外線ダスト散乱光の研究を進める中で顕在化してきた問題のひとつに影の問題がある。ここでいう影とは、星近傍の構造が中心星の光を遮ることで円盤外縁部に光の当たらない領域を作る現象を指す(図 2)。このような影の存在は実際の円盤

観測からも示唆されている [36]。たとえば、第 3.2 節で登場した HD 142527 星に付随する円盤でも影の存在が示唆され [37]、そして図 2 に示したおおかみ座 IM 星周りの円盤についても、内縁の暗い領域が影によるものであることが植田高啓氏(CfA)らの研究によってわかってきた [38]。

ではなぜ影が問題なのか。我々は、PDS 70 星に付随する円盤の赤外線散乱光画像が時間的に変化していることを発見した [39]。数年という比較的短いタイムスケールでの変動の一つの解釈は、円盤内縁の構造が時間的に変化し、それに応じて円盤外縁部に映る影も変化しているというものである。これが本当だとすると、観測的にダストの性質を議論する際には次の二つの点に注意しなければならない。第一に、影の存在がみかけの偏光位相関数に影響を与えてしまうという点だ。偏光位相関数の議論は円盤外縁部が一様に照らされているということを大前提としており、円盤外縁部に非軸対称な影が存在する場合はこの前提が崩れてしまう。第二に、散乱光やその色の変動の影響を受けてしまう点である。たとえば、変動が波長に依存する場合、観測された散乱光の色とダストの性質を結びつけることが困難になる。実際、我々は PDS 70 星の観測においてこれら二つの問題に直面している。

これらの問題はダストの解釈という観点では頭を悩ませる問題だが、その一方で、影の形や変動の特徴から円盤最内縁での力学変動現象を調べることができる興味深い側面も持っている。今後は、星や円盤最内縁の現象と円盤外縁の赤外線散乱光観測を結びつける研究にも取り組んでいきたいと考えている。

4.5 ダストの整列と磁場?

最後に、ダストをトレーサーとした円盤磁場構造の観測可能性についても言及しておこう。円盤表層部の磁場は磁気円盤風の駆動に密接に関連し、円盤進化において重要な役割を果たすと考えられている [40]。しかし、観測的には円盤磁場構造はよくわかっていない。円盤表層部をトレースする赤外線ダスト観測によって、もし円盤表層の磁場構造を調べることができれば、こうした磁気円盤風モデルを観測的視点から精査できるようになるだろう。

ダストを用いて磁場構造を探るという研究は星間

³筆者らの数値計算によると空隙率が約 60% 程度まで低下してもモノマーの性質が偏光度に大きな影響を与える。

空間の分野でよく行われている。星間空間では、非球形ダストの短軸が磁場と並行な向きに整列するダスト整列という現象が知られ、磁場に整列したダストの偏光観測から間接的に磁場構造を調べることが可能なのだ [41]。では、原始惑星系円盤表層部のダストでもこの方法は使えるだろうか?現時点ではこの答えはよくわかっていない。しかし、観測的にこの答えがわかるかもしれない。円盤表層でダストが磁場に整列している場合、直線偏光の偏光角 [42] や円偏光 [43] に何らかの異常が現れることが理論的に期待されている。そこで、これまでに得られている様々な天体の直線偏光の観測データの再解析や将来的な円偏光観測によって、円盤表層での磁場整列可能性の検証にも取り組んでいきたい。

5. おわりに

本稿では、筆者らが行ってきた赤外線ダストの光学特性の理論・観測的研究を中心に、赤外線観測の入門的な話から最先端のトピックに至るまで様々な話題を解説した。第4章で紹介したように、この赤外線観測というテーマには多様な視点での研究が存在し、これが赤外線分野の魅力であると筆者は感じている。このテーマにはまだまだたくさんの課題が残されており、これらを解決するには更なる研究が必要だ。これから原始惑星系円盤のダストの進化や性質の解明を目指して、理論・観測の両輪で研究を行っていきたい。

謝辞

この度、2023年度最優秀研究者賞という名誉ある賞をいただき、大変光栄に思うとともに、身の引き締まる思いであります。推薦していただきました田中秀和教授(東北大学)、そして研究を評価していただいた選考委員の皆様には感謝致します。また、大学院時代の指導教員である野村英子教授(国立天文台)に感謝致します。また、本稿を査読していただきました橋本淳氏にお礼申し上げます。

本稿で紹介した研究成果は主に、工学院大学・アムステルダム大学・グルノーブル・アルプ大学でのポストドク研究員時代に行った研究に基づいていま

す[2,19,21,34]。これらの研究や本稿で取り上げさせていただいた(共同)研究で特にお世話になった次の皆様にこの場を借りてお礼申し上げます: C.Dominik氏, C.Ginski氏, B.B.Ren氏[2,34,35](第3.1, 4.3節), 武藤恭之氏, 本田充彦氏, 百瀬宗武氏[19](第3.2, 4.2節), F. Ménard氏, G. Duchêne氏, M. Villenave氏[20–23](第4.1節), 玉内朱美氏[30], 野津翔太氏, 中澤風音氏(第4.2節), 植田高啓氏[38], J. Ma氏[39](第4.4節), I. de Langen[43](4.5節)。今後もこの賞の名に恥じないように研究に邁進していきたいと考えておりますので、惑星科学会の皆様、今後ともよろしくお願いいたします。

参考文献

- [1] Avenhaus, H. et al., 2018, ApJ 863, 44.
- [2] Tazaki, R. et al., 2023, ApJL 944, L43.
- [3] Andrews, S. M. et al., 2018, ApJL 869, L41.
- [4] Fukagawa, M. et al., 2010, PASJ 62, 347.
- [5] Mulders, G. D. et al., 2013, A&A 549, A112.
- [6] 橋本淳, 2015, 遊星人 24, 3.
- [7] Ma, J. et al., 2024, A&A 683, A18.
- [8] Rich, E. A. et al., 2022, AJ 164, 109.
- [9] Tazaki, R. et al., 2016, ApJ 823, 70.
- [10] Arriaga, P. et al., 2020, AJ 160, 79.
- [11] Duchêne, G. et al., 2020, AJ 159, 251.
- [12] Blum, J. et al., 2000, PRL 85, 2426.
- [13] Krause, M. and Blum, J., 2004, PRL 93, 021103.
- [14] Paszun, D. and Dominik, C., 2006, Icarus 182, 274.
- [15] Bentley, M. S. et al., 2016, Nature 537, 73.
- [16] Mannel, T. et al., 2016, MNRAS 462, S304.
- [17] Honda, M. et al., 2009, ApJL 690, L110.
- [18] Inoue, A. K. et al., 2008, PASJ 60, 557.
- [19] Tazaki, R. et al., 2021, ApJ 921, 173.
- [20] Duchêne, G. et al., 2024, AJ 167, 77.
- [21] Tazaki, R. et al., 2024, arXiv:2412.07523.
- [22] Villenave, M. et al., 2024, ApJ 961, 95.
- [23] Villenave, M. et al., 2024, ApJ 975, 235.
- [24] Sturm, J. A. et al., 2023, A&A 679, A138.
- [25] Sturm, J. A. et al., 2024, A&A 689, A92.

- [26] Bergner, J. B. et al., 2024, ApJ 975, 166.
[27] Perotti, G. et al., 2023, Nature 620, 516.
[28] Jang, H. et al., 2024, A&A 691, A148.
[29] Min, M. et al., 2006, A&A 445, 1005.
[30] Tamanai, A. et al., 2018, A&A 619, A110.
[31] Dartois, E. et al., 2024, Nature Astronomy 8, 359.
[32] 田崎亮, 2024, 遊星人 33, 144.
[33] Ballering, N. P. et al., 2021, ApJ 920, 115.
[34] Tazaki, R. and Dominik, C., 2022, A&A 663, A57.
[35] Ren, B. B. et al., 2023, A&A 680, A114.
[36] Benisty, M. et al., 2023, Protostars and Planets VII 534, 605.
[37] Marino, S. et al., 2015, ApJL 798, L44.
[38] Ueda, T. et al., 2024, Nature Astronomy 8, 1148.
[39] Ma, J. et al., 2024, A&A 691, L16.
[40] Pascucci, I. et al., 2023, Protostars and Planets VII 534, 567.
[41] Andersson, B.-G. et al., 2015, ARAA 53, 501.
[42] Yang, H. and Li, Z.-Y., 2022, AJ 164, 99.
[43] de Langen, I. and Tazaki, R., 2023, A&A 670, A168.

著者紹介

田崎 亮



東京大学大学院総合文化研究科助教. 京都大学大学院理学研究科博士課程修了. 博士(理学). 日本学術振興会PD, 日本学術振興会海外特別研究員, フランス国立宇宙研究センター(CNES)フェロー等を経て, 2024年10月より現職. 専門はダスト光学特性の理論と惑星形成領域のダスト観測.