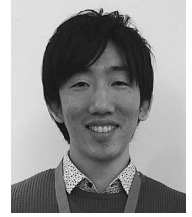


# ALMA 偏光観測で探る惑星形成

片岡章雅

〈ハイデルベルク大学 / 国立天文台〉

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



原始惑星系円盤内において合体成長中のダストのサイズを観測的に測定することは惑星形成の理解を進めるうえで重要である。われわれは、従来とは全く独立な手法として、ミリ波偏光観測によるダストサイズ制限を理論的に提案した。これは、ダストの熱放射が別のダストによって再び散乱されることによって起こる偏光が、輻射場の異方性のために観測されることを利用する。われわれは、実際に ALMA 望遠鏡を用いて原始惑星系円盤 HD 142527 を観測し、Class II と呼ばれる後期段階の原始惑星系円盤からのミリ波における偏光を初めて検出した。さらに、偏光ベクトルの向きから、われわれが提唱した散乱偏光の証拠を捉えることに成功した。このことから、ダストの最大サイズは  $150\ \mu\text{m}$  程度であることがわかった。この一連の研究は惑星形成過程におけるダスト成長に対する制限が飛躍的に向上することを示唆しており、今後の ALMA 偏光観測による惑星形成研究のさらなる盛り上がり期待される。

## 1. ダスト成長と原始惑星系円盤の観測

惑星形成過程は、固体のサイズ成長という観点から捉えることができる。シリケートや氷等で構成されるミクロンサイズの固体物質が、原始惑星系円盤内で互いに付着成長し、最終的に数千キロメートルサイズの惑星を形成する。惑星形成理論は、この固体の成長過程によって惑星が形成できることを示し、かつわれわれの太陽系やケプラー望遠鏡で明らかとなってきた多様な系外惑星の姿を説明しなければならない。原始惑星系円盤の天文観測は、このような固体の合体成長が起こる現場を観測的に制限するという点においてたいへん重要である。

本稿では、原始惑星系円盤におけるダストのサイズを観測から測定する方法について検討する。ここでは、特に赤道面のダストに着目する。原始惑星系円盤の鉛直構造はガスの静水圧平衡が成立

していると考えられている。これに対してダストは、サイズが大きくなるとガスと独立に運動するようになるため、中心星重力によって赤道面に沈殿する。惑星のような質量の大きな物体を作る過程でダストはこのように赤道面に沈殿するため、赤道面のダストサイズを観測的に制限することが惑星形成にとって重要である。赤外線では円盤表面を観測するのに対し、ミリ波では赤道面まで見通すことができるので、今回はミリ波放射に着目する。

従来は、ダストのサイズは原始惑星系円盤のミリ波におけるスペクトル指数から推定されてきた。原始惑星系円盤のミリ波放射はダストの熱放射であると考えられている。この放射が光学的に薄くかつ黒体輻射だと仮定すると、円盤のスペクトル指数 $\alpha$ 、ダストのスペクトル指数を $\beta$ と置いた場合、 $\beta \approx \alpha - 2$ が成立する。原始惑星系円盤のミリ波におけるスペクトル指数がおおよそ $\alpha = 2-3$ 程度であるのでダストのスペクトル指数は

$\beta=0-1$ 程度であることがわかる<sup>1)-4)</sup>。この値は、星間空間のダストの $\beta \approx 1.5-2.0$ <sup>5)</sup>に比べて優位に小さい。このような低いダストのスペクトル指数 $\beta$ を再現するには、ダストの大きさは波長程度かそれ以上でなければならない<sup>6)</sup>。このことから、ダストのサイズはミリメートルやセンチメートル程度まで成長していると考えられてきた。ところが、このスペクトル指数はダストの化学組成や形状にも強く依存するうえ<sup>7)</sup>、空間的に解像されていない光学的に厚い構造がある場合はスペクトル指数を過小評価してしまう<sup>8)</sup>。赤道面のダストのサイズ測定はこのような不定性が問題であった。

このような中でわれわれは、2015年にミリ波偏光観測を利用することで従来とは全く独立な方法でダストのサイズを測定できることを理論的に示した<sup>9), 10)</sup>。そして、2016年にALMAを用いて実際に原始惑星系円盤の観測を行い、ミリ波偏光の検出に成功し、さらに理論予測と一致する結果を得ることができた<sup>11)</sup>。本稿ではこれらの結果について報告する。

## 2. 星形成領域におけるミリ波偏光観測

まずはALMA以前の星形成・惑星形成領域におけるミリ波偏光観測について簡単に触れる。星形成領域の偏光は、ダストが磁場によって整列することによって検出されると考えられてきた。2006年にGirartらによって原始星が形成されつつある分子雲コアNGC 1333 IRAS 4Aのミリ波偏光観測が行われた<sup>12)</sup>。その結果、砂時計型の偏光ベクトルパターンが観測された\*1。これは、分子雲コアを貫く磁力線が重力収縮するガスに引きずられて砂時計型の磁力線構造をもつとする理論予測とよく一致しており、星形成領域のミリ波偏光によって磁力線構造が解き明かされてきた<sup>13), 14)</sup>。ただし、近年行われた大規模サーベイTADPOL

では、双極分子流の向きと偏光の示す磁力線の向きの相関が調べられたが、相関がなくランダムであることが示された<sup>15), 16)</sup>ことも留意されたい。

星形成領域の観測は星形成前あるいは星形成直後の若い進化段階でかつ数千auスケールの大きな構造であったが、自然な拡張として、より進化の後期段階であり数百auスケールの原始星周囲の原始惑星系円盤に対する観測も行われてきた。しかし、理論的にはトロイダル磁場によって整列したダストからのミリ波偏光検出が予測されたにもかかわらず<sup>17)</sup>、原始惑星系円盤からのミリ波偏光は長い間未検出であった<sup>18), 19)</sup>。近年になって、若い進化段階の原始星周辺において、エンベロープに埋もれている若い原始惑星系円盤からのミリ波偏光が徐々に検出され始め<sup>20), 21)</sup>、2014年に原始惑星系円盤からの初めてのミリ波偏光としてHL Tauのミリ波偏光検出が報告された<sup>22)</sup>。しかし、HL Tau周囲はエンベロープも存在しているうえ、依然としてエンベロープが晴れ上がった後の原始惑星系円盤からの検出は報告されてこなかった。

## 3. ダスト散乱起因のミリ波偏光の提案

このような中でわれわれは、従来の磁場によるダスト整列とは全く別のメカニズムとして、ダスト熱放射の自己散乱によってミリ波偏光が検出できることを理論的に提案した。

ダスト散乱起因の偏光という点とすぐにもち上がる疑問が2点ある。1点目はミリ波帯でのダストの散乱など無視できるのではないかと、という疑問だ。この疑問は銀河や星間空間におけるダストの場合正しいが、原始惑星系円盤においては正しくない。なぜなら、原始惑星系円盤におけるダストは合体成長によりサイズが大きくなっているからである。図1にダストの吸収・散乱オパシティをプ

\*1 磁場の向きは観測される偏光ベクトルと垂直である。そのため、これらの観測では磁場の向きを示すために偏光ベクトルを90度回転させて表示させていることに留意されたい。

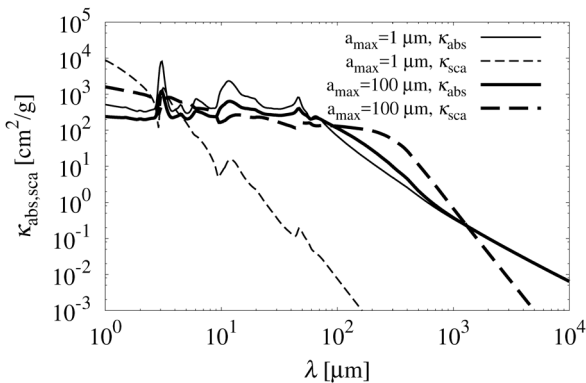


図1 ダストの吸収・散乱オパシティを、ダスト最大サイズが $a_{\max}=1\ \mu\text{m}$ および $a_{\max}=100\ \mu\text{m}$ の場合をプロットした。ダストはべき乗のサイズ分布をもっており、数密度が $n(a)\propto a^{-3.5}$ と表されると仮定した。

ロットした。ここで、ダストはべき乗のサイズ分布を仮定し、ダストの最大サイズが $a_{\max}=1\ \mu\text{m}$ および $a_{\max}=100\ \mu\text{m}$ の場合をそれぞれプロットした。まずダスト最大サイズが1ミクロンの場合、ミリ波帯では散乱オパシティは吸収オパシティに比べ数桁低い。よって、当然ミリ波帯でのダスト散乱は無視できる。ところが、ダスト最大サイズが $100\ \mu\text{m}$ の場合はミリ波帯において散乱オパシティの方が吸収オパシティより大きいことがわかる。すなわち、ダスト成長が起こる原始惑星系円盤では、ミリ波帯でのダスト散乱は無視できないのである。

疑問の2点目は、光源である。例えば赤外線の場合、中心星から出た赤外線放射が原始惑星系円盤表面でダストに散乱されることで偏光し、観測することができる。ところがミリ波帯の場合は、中心星がおおよそ $4,000\ \text{K}$ の黒体放射であるのでミリ波で暗い。そのため、赤外線と同じようなメカニズムでの散乱偏光は期待できない。そこでわれわれはミリ波ダスト熱放射の自己散乱を導入した。すなわち、ダストの熱放射が別のダストに散乱されて偏光する。光源は無数にあるため、偏光ベクトルはこれらすべての散乱の重ね合わせにな

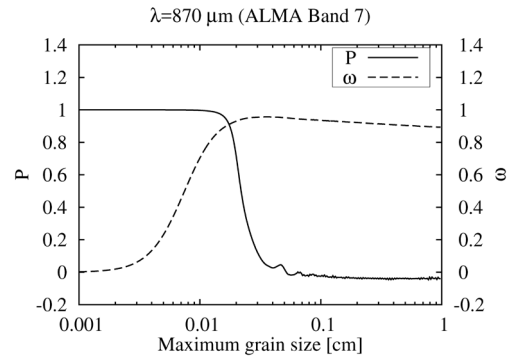


図2 アルベド $\omega$ とダストの最大サイズの関係、および1回散乱で90度方向に散乱された光の偏光度 $P$ とダストの最大サイズの関係を示した。

るが、もし輻射場に非等方性がある場合、この偏光ベクトルが互いに打ち消し合わない成分が発生し、偏光が検出できる。

これら二つの条件が満たされるとき、ミリ波偏光が検出される。この条件について以下で詳しく述べる。

### 3.1 ミリ波偏光の条件1：ダストサイズ

ここでは、散乱偏光が期待されるダストの条件を検討する。まず、本稿ではダストは球体であることを仮定する。この過程は必ずしも正しくないうえ、特に波長より大きなダストの散乱過程においては大きく見積もりを間違える可能性に留意されたい。球体のダストの光学的性質はミー理論を用いると、ダストの半径 $a$ 、観測波長を $\lambda$ とした場合、サイズパラメータ $\alpha=2\pi a/\lambda$ を用いてよく記述される(サイズパラメータとは、単にダストの半径と観測波長のどちらが大きいかを示す無次元パラメータである)。

まず、散乱が重要であるためには、ダストの散乱係数が吸収係数に対して同程度か十分大きくなければならない。すなわち、アルベドを $\omega=\kappa_{\text{sca}}/(\kappa_{\text{abs}}+\kappa_{\text{sca}})$ と置くと $\omega\sim 1$ が必要である。図2は観測波長を $\lambda=870\ \mu\text{m}$ としたときのアルベド $\omega$ をプロットした。 $\omega$ はサイズパラメータが1程度のところ(すなわちダストサイズと波長が同程度の

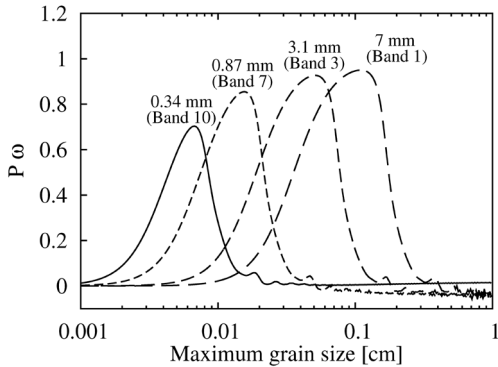


図3 原始惑星系円盤から期待される偏光度の相対値をダストの最大サイズの関数として示した。各数字は波長と対応するALMAのバンドを示している。

とき)を境に階段関数のような形をしている。この図から、散乱が重要となるためにはダストサイズが波長程度より大きい必要があることがわかる。

次に、散乱された光が偏光する条件を考える。ダストサイズが波長より十分小さいとき、偏光は90度散乱のときが最も効率がよく、散乱角が0度や180度では偏光度は0となる。ところが、ダストサイズが波長より大きくなると、偏光は非効率的になっていく。このことを調べるため、1回散乱における散乱角が90度のときの偏光度を $P$ とおく。先ほどと同じ図2に、 $P$ のダストサイズ依存性をプロットした。こちらも階段関数のようになっているが、90度散乱の光が十分偏光するためには、ダストサイズが波長程度よりも小さい必要があることがわかる。

以上二つの条件から、ダストサイズが波長と同程度のときのみ、偏光が検出されることが期待される。このことは、もしも偏光が検出できた場合、その検出自体が自動的にダストサイズが波長

と同程度であることを示している。図3は先程の90度散乱の偏光効率 $P$ とアルベド $\omega$ の積を表したものである。この値は、期待される偏光度の相対的な値を表すと思っていただきたい\*2。図のそれぞれの線は異なる波長と対応するALMAのバンドの数字を書いている。たとえば、もしもある原始惑星系円盤のある場所のダストの最大サイズが100 $\mu\text{m}$ 程度である場合、Band 7では検出が期待されるが、Band 1, 3, 10では検出されないことが期待される。すなわち、ミリ波多波長偏光観測によって、ダスト最大サイズが非常に精度よく決定できることを示している。

### 3.2 ミリ波偏光の条件2：非等方輻射場

前節で原始惑星系円盤からのミリ波散乱偏光を検出するためのダストサイズに関する条件について議論した。ここでは、ミリ波偏光を検出するもう一つの条件である輻射場の異方性について議論する。

ある一つのダスト粒子が散乱した光をわれわれが観測することを考えよう。入射波としては周りに無数にあるほかのダストからの熱輻射を考える。光源が無数にあるため、一つのダスト粒子に着目したとき、散乱による偏光の重ね合わせが起こる。もしもダストに入射する輻射場が等方的であれば、最終的に重ね合わさった偏光ベクトルは無偏光になるはずである。逆に、輻射場に異方性があれば、その異方性を反映した偏光ベクトルが残るはずである。この偏光成分を検出しよう、というのがわれわれのアイデアである\*3。

では、具体的にどの方向の偏光ベクトルが期待されるかを考えよう。簡単のため、90度散乱でのみ偏光が検出されたとしよう。図4のように、紙面上に光源(ダスト熱放射)と散乱体(別のダスト)があるとしよう。すると、偏光ベクトルは

\*2 われわれは原始惑星系円盤のモデルを仮定し輻射輸送計算を行うことで、この関数が相対的な偏光度を表すことを示している。詳しくはわれわれの論文を参照されたい<sup>9),10)</sup>。

\*3 輻射場の四重極の異方性からの偏光が期待されるメカニズムは、宇宙背景放射のE-mode polarizationと同じメカニズムである<sup>23)-25)</sup>。

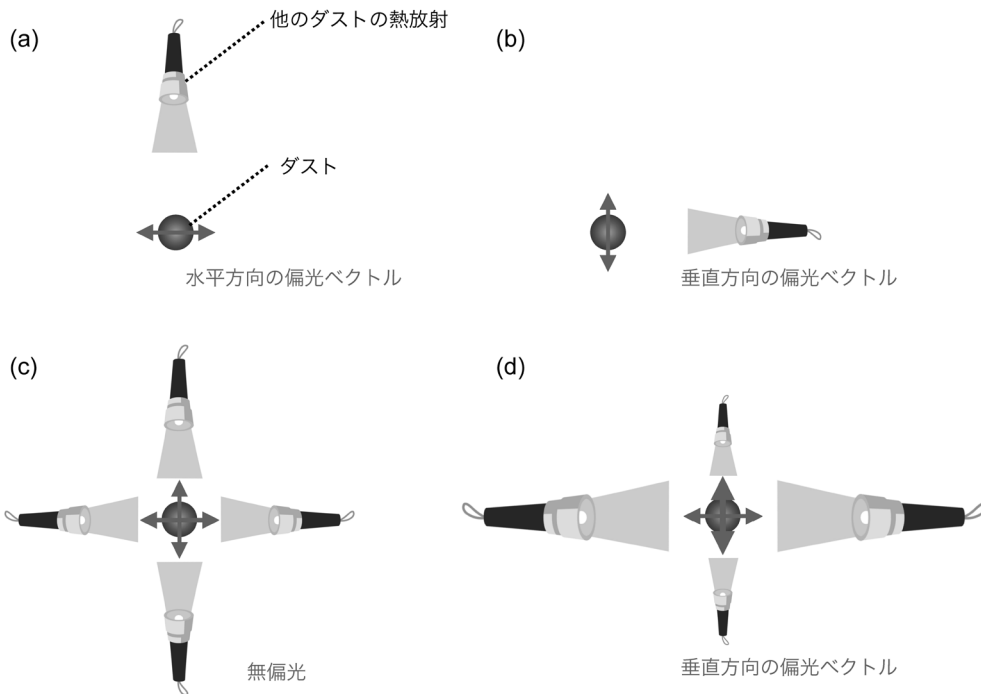


図4 ダスト熱放射の自己散乱が起こるときの光源と偏光ベクトルの対応を表した模式図。(a) 散乱体であるダストに対して光源である別のダストの熱放射が上から入射する場合、水平方向の偏光ベクトルを示す。(b) 光源が右方向の場合、垂直方向の偏光ベクトルを表す。(c) 光源が等方的に入射する場合、重ね合わせの結果偏光は期待されない。(d) 入射波が四重極の異方性をもっていた場合は偏光が期待される。

光源からダストを結んだ線に垂直な方向になる。すなわち、例えば光源がダストの上側にあれば偏光ベクトルは (a) のように水平方向、光源がダストの右側にあれば偏光ベクトルは垂直方向を向く。光源は今回ダストの熱放射を考えるため、散乱体であるダストの周りには光源が無数にあり、その結果散乱による偏光ベクトルはこれらのベクトルの重ね合わせとなる。例えば、(c) に示したとおり、ダストに入射する輻射場が等方的である場合、重ね合わさった偏光ベクトルは互いのうち消し合い、散乱光は無偏光となる。ところが、(d) のように、ある方向からの入射フラックスが別方向に対して強い場合、すなわち輻射場に異方性がある場合、重ね合わさった偏光ベクトルは強い輻射場の散乱による偏光成分が残る。

このような非等方輻射を、円環状の原始惑星系

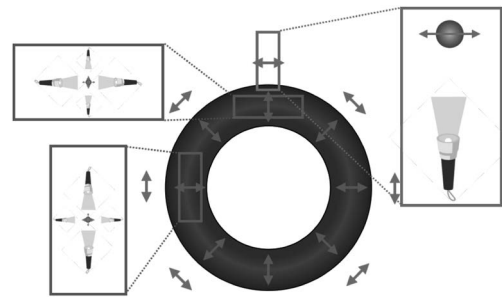


図5 円環状の原始惑星系円盤における偏光ベクトルの模式図。内側で動径方向、外側で方位角方向の偏光ベクトルをもつことを表す。

円盤に応用しよう。図5は円環状の円盤モデルを表している。このような円環状の熱放射をしている天体からのミリ波偏光ベクトルの向きを検討しよう。円環上の点からは、先のモデル (d) から



わかるとおり、円環に垂直な方向の偏光ベクトルが期待される。すなわち、円環上では動径方向の偏光ベクトルが期待される。これに対し、円環の少し外側にあるダストを考えると、円環からの放射を散乱して偏光するので、偏光ベクトルの向きは方位角方向を向くことが期待される。このことから、円環状の原始惑星系円盤からは、内側で動径方向、外側で方位角方向の偏光ベクトルが期待される。このほか非軸対称成分などの詳細なモデリングはわれわれの論文を参照されたい<sup>10)</sup>。

#### 4. 原始惑星系円盤 HD 142527 の ALMA 観測

本章では、原始惑星系円盤 HD 142527 の ALMA 偏光観測の結果を示す。観測は ALMA Cycle 3 の観測期間に行われた。観測波長は $\lambda=0.87$  mm、ビームサイズは $0''.51 \times 0''.44$ であり、観測天体までの距離が 140 pc と仮定すると  $71 \times 62$  au に対応する。イメージング手法の詳細は該当論文を参照されたい。

図6に HD 142527 の連続波および偏光強度の図を示す。左図は、連続波の分布を示しており、従来の観測<sup>26)</sup>をよく再現している。右図は、偏光強度を示し、図上の線は偏光ベクトルの向きを表す。まず、HD 142527 の円盤は広い領域からの偏

光放射の検出に成功した。偏光強度は、連続波のピークとは異なる位置にピークをもつことがわかった。偏光度は、偏光強度のピークでは 3.26%、連続波のピークにおいては 0.220%であった。また、偏光度自体のピーク位置は南側にあり、値は 13.9%であったが、南側領域では左図で示したとおり連続波強度自体が低くなっており、偏光度の数値の信頼性は北側のピークのほうが高いことに留意されたい。

さて、議論することはたくさんあるのだが、ここでは偏光ベクトルの向きに着目する。偏光ベクトルは、偏光強度が強い内側では動径方向を向き、円環状に分布している。これに対し北西や北東の領域(図6の左上および右上)では、内側の偏光ベクトルから 90度傾いて方位角方向を向いている。この偏光ベクトルの回転は、まさにミリ波自己散乱で期待されるものである。一方で、この偏光ベクトルの回転を磁場で説明するのはかなり難しい。なぜなら、磁場の向きは偏光ベクトルに垂直であると期待されるため、磁場が内側でトロイダル(円盤の回転方向と同じ)、外側でポロイダル磁場でなければならない。このように磁場の向きを急に90度変えることは期待されていない。よって、少なくとも今回観測されたミリ波偏光はダスト熱放射の自己散乱成分を含んでいると

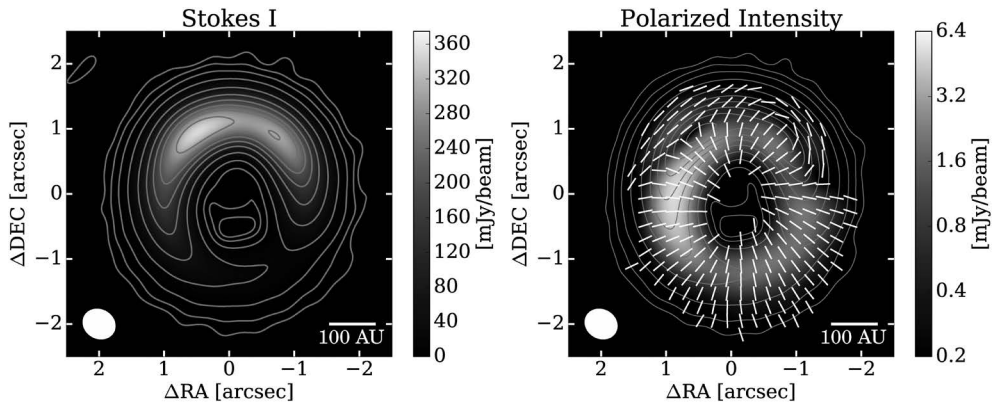


図6 左図: HD 142527 の連続波強度分布を表す。右図: 偏光強度分布を表す。各ベクトルはその点における偏光ベクトルを表す。

いえよう。

本結果は、惑星形成理論にどのような制限を与えるのだろうか。観測波長が $870\ \mu\text{m}$ であることから、ミリ波偏光の検出された領域でのダストの最大サイズはおおよそ $a_{\text{max}}=150\ \mu\text{m}$ と期待される。理論的には、連続波の非軸対称分布は、ガスの緩やかな非軸対称な分布によって、ミリメートルやセンチメートル程度の大きなダストがガスのピークに濃集することで形成されるという説が有力視されている<sup>27)</sup>。しかし、もし偏光観測によって制限されたダストサイズ $a_{\text{max}}=150\ \mu\text{m}$ が正しいとすると、連続波の非軸対称分布を作るには小さすぎるという問題が発生する。これは従来のミリ波スペクトル観測から期待されていたミリメートルやセンチメートルといった値よりも優位に小さい<sup>28)</sup>。これらの矛盾が示すように、ミリ波における原始惑星系円盤の偏光観測が惑星形成に与えるインパクトは大きいといえる。

## 5. 今後の展開

われわれは2015年にダスト熱放射の自己散乱によるミリ波偏光理論を提唱し、今回のALMA観測によって自己散乱によるミリ波偏光の証拠を初めて捉えることに成功した。そして、惑星形成において重要である赤道面のダストサイズを測定することに成功した。本結果はミリ波偏光によるダスト成長を探るサイエンスの幕開けとなる論文と言える。

今後の展開としてはまず、多波長観測を検討している。ミリ波偏光のメカニズムとして今のところダストの磁場による整列と自己散乱の二つの可能性が考えられている。今回の観測においてわれわれはダスト自己散乱による偏光の証拠を捉えたが、磁場によって整列したダストからの偏光への寄与がないとは言いきれない。自己散乱と整列ダストからの偏光への寄与を区別するためには、偏光度の波長依存性を見ることが重要である。なぜなら、自己散乱の場合偏光度は波長とダストサイ

ズの比によって決まるため波長に強く依存するが、磁場整列の場合、偏光度の波長依存性は自己散乱ほどは強くないため、偏光度は波長ごとに余り変化は大きくないと考えられる。そこで、例えば波長 $1\ \text{mm}$ と $3\ \text{mm}$ で同じ天体を観測することで、どちらのメカニズムからどの程度寄与があるかを区別することが重要である。さらに、当然ながらほかの原始惑星系円盤もALMAで観測し、原始惑星系円盤からの自己散乱起因の偏光がどれほど一般的かどうかを検討することも重要である。

ミリ波偏光観測によって、惑星形成におけるダスト成長の物理の理解は飛躍的に進むと考えている。例えば、われわれはダストの合体成長理論から、ダストは内部に非常にすき間を多くもつ構造を取ることを提唱している<sup>29), 30)</sup>。しかし、このようなダストの空隙率の情報はダストの吸収係数において縮退してしまうため、従来の連続波観測では測ることができないこともわかっていた<sup>31)</sup>。これに対しミリ波偏光観測はダストの散乱係数の情報を与える。ダストの吸収・散乱係数を同時に知ること、ダストの内部密度の測定ができる。ダストは付着成長の過程で内部にすき間を持つことが理論的に示唆されており、ダストの内部密度の測定は惑星形成理論の重要な制限になると期待される。このように惑星形成過程におけるダスト成長の観測的なテストに重要な情報を引き出すことができる。

原始惑星系円盤のミリ波偏光観測は、まさに始まったばかりであるが、ダスト成長にこれまでとは異なる新しい知見を与えてくれることは間違いない。今後の展開にご期待いただきたい。

## 謝辞

ハイデルベルク大学での受け入れ研究者であるCornelis P. Dullemond氏をはじめ、塚越崇氏、永井洋氏、武藤恭之氏、百瀬宗武氏、Adriana Pohl氏ほかすべての共同研究者の皆様感謝い

たします。また本研究は日本学術振興会海外特別  
 研究員およびフンボルトフェローシップに支援さ  
 れています。

### 参考文献

- 1) Beckwith S. V. W., Sargent A. I., 1991, *ApJ* 381, 250
- 2) Kitamura Y., Momose M., Yokogawa S., et al., 2002, *ApJ* 581, 357
- 3) Isella A., Testi L., Natta A., 2006, *A&A* 451, 951
- 4) Ricci L., Testi L., Natta A., et al., 2010, *A&A* 512, A15
- 5) Planck Collaboration, Abergel A., Ade P. A. R., et al., 2014, *A&A* 566, A55
- 6) Miyake K., Nakagawa Y., 1993, *Icarus* 106, 20
- 7) Kozasa T., Blum J., Mukai T., 1992, *A&A* 263, 423
- 8) Ricci L., Trotta F., Testi L., et al., 2012, *A&A* 540, A6
- 9) Kataoka A., Muto T., Momose M., et al., 2015, *ApJ* 809, 78
- 10) Kataoka A., Muto T., Momose M., Tsukagoshi T., Dullemond C. P., 2016, *ApJ* 820, 54
- 11) Kataoka A., Tsukagoshi T., Momose M., et al., 2016, *ApJL* 831, L12
- 12) Girart J. M., Rao R., Marrone D. P., 2006, *Science* 313, 812
- 13) Girart J. M., Beltrán M. T., Zhang Q., Rao R., Estalella R., 2009, *Science* 324, 1408
- 14) Shinnaga H., Novak G., Vaillancourt J. E., et al., 2012, *ApJL* 750, L29
- 15) Hull C. L. H., Plambeck R. L., Bolatto A. D., et al., 2013, *ApJ* 768, 159
- 16) Hull C. L. H., Plambeck R. L., Kwon W., et al., 2014, *ApJS* 213, 13
- 17) Cho J., Lazarian A., 2007, *ApJ* 669, 1085
- 18) Hughes A. M., Wilner D. J., Cho J., et al., 2009, *ApJ* 704, 1204
- 19) Hughes A. M., Hull C. L. H., Wilner D. J., Plambeck R. L., 2013, *AJ* 145, 115
- 20) Rao R., Girart J. M., Lai S.-P., Marrone D. P., 2014, *ApJL* 780, L6
- 21) Segura-Cox D. M., Looney L. W., Stephens I. W., et al., 2015, *ApJL* 798, L2
- 22) Stephens I. W., Looney L. W., Kwon W., et al., 2014, *Nature* 514, 597
- 23) Rees M. J., 1968, *ApJL* 153, L1
- 24) Kamionkowski M., Kosowsky A., Stebbins A., 1997, *PRD* 55, 7368
- 25) Seljak U., 1997, *ApJ* 482, 6
- 26) Fukagawa M., et al., 2013, *PASJ* 65, L14
- 27) Birnstiel T., Dullemond C. P., Pinilla P., 2013, *A&A* 550, L8
- 28) Casassus S., Wright C. M., Marino S., et al., 2015, *ApJ* 812, 126
- 29) Okuzumi S., Tanaka H., Kobayashi H., Wada K., 2012, *ApJ* 752, 106
- 30) Kataoka A., Tanaka H., Okuzumi S., Wada K., 2013, *A&A* 557, L4
- 31) Kataoka A., Okuzumi S., Tanaka H., Nomura H., 2014, *A&A* 568, A42

### Protoplanetary Disks—Polarization

Akimasa KATAOKA

*Heidelberg University, Germany*

Abstract: Constraining the grain size in protoplanetary disks is a key to understanding the first stage of planet formation. Here, we propose that millimeter-wave polarization is another method to constrain the grain size. We show that thermal dust emission is scattered off of other dust grains and the residual polarization is up to 2.5%, which is detectable with ALMA. This self-scattering polarization is efficient only if the maximum grain size is comparable to the wavelengths. Therefore, we can constrain the grain size from millimeter-wave polarization of protoplanetary disks. Furthermore, we have observed the protoplanetary disk around HD 142527 with ALMA polarization mode, and found the evidence that the self-scattering plays a role in the protoplanetary disk.