

# 「2025年度最優秀発表賞受賞論文」 へびつかい座分子雲の原始惑星系円盤の超解 像度サーベイ:原始惑星系円盤の進化と詳細構 造の形成時期に関する考察

所司 歩夢<sup>1</sup>

2026年2月11日受領, 査読を経て2026年3月15日に受理

(要旨) 原始惑星系円盤の詳細構造の形成時期を決定することは、惑星形成の開始時期および環境を議論する上で極めて重要であるが、これまで明確な時期は明らかとなっていなかった。我々は、へびつかい座分子雲に位置する78個の原始惑星系円盤を観測した電波干渉計ALMAのアーカイブデータに対し、スパースモデリングを応用した超解像度画像解析法を適用した。得られた画像から15天体で新たな構造を特定するだけでなく、円盤半径分布から進化過程を予測することに成功した。さらに、統計的な解析によって星が誕生して数十万年経過した段階で詳細構造が形成されることを明らかにした。本稿では、手法の概要を示すとともに、得られた研究成果について紹介する。

## 1. 本研究の背景

### 1.1 星形成過程の分類

我々の住む太陽系を含む惑星系はいつ、どのようにして生まれたのだろうか。この根本的な問いに答えることは、生命の起源を理解するうえでも重要な課題の一つである。惑星系の形成は、中心となる星の誕生する過程と密接に関係している。

図1に示すように、星は星間空間を漂う低温の分子ガスと固体微粒子であるダストが重力収縮することによって形成される。誕生した若い星(原始星)の周囲には、分子ガスとダストからなる原始惑星系円盤(以下、円盤)が付随している。さらに、円盤の外側にはエンベロープと呼ばれる高密度分子ガスが存在する。エンベロープの一部は円盤を介して原始星へと降着し、残りは原始星から駆動するアウトフローによって放出される。時間の経過とともにエンベロープからの降着が減少し、その後、円盤も最終的に消散する。

従来の古典的な惑星形成モデルでは、円盤への質量降着がほぼ終息したClass II段階(年齢:星形成後

から数百万年程度; 分類については後の1.2節を参照)において、惑星形成が開始すると考えられている。この段階で円盤内のダスト粒子が衝突や凝集を繰り返すことで成長し、ペブルや微惑星を経て原始惑星のコアが形成される。さらに、それらのコアが円盤内に残存するガスを重力的に捕獲することで、巨大ガス惑星を形成する。したがって、惑星形成に関わる環境を理解するためには、その現場となる原始惑星系円盤の物理的性質を詳細に把握しなければならない。

### 1.2 進化段階の分類

原始惑星系円盤の物理的性質を議論するには、対象の中心星がどの進化段階にあるかを特定して比較する必要がある。進化段階の指標として、赤外線からミリ波にかけてのスペクトルエネルギー分布(SED; Spectral Energy Distribution)が広く用いられる。SEDは中心星と星周物質(エンベロープや円盤)からの放射を含み、星周物質の性質(質量、温度、幾何構造など)を反映して、そのスペクトルの形状が変化する(図1参照)。例えば、若い星形成段階では、高密度のエンベロープにより中心星からの光が遮蔽され、低温ダストの熱放射が卓越するため、SEDは長波長側

<sup>1</sup>九州大学大学院理学府地球惑星科学専攻  
shoshi.ayumu.660@s.kyushu-u.ac.jp

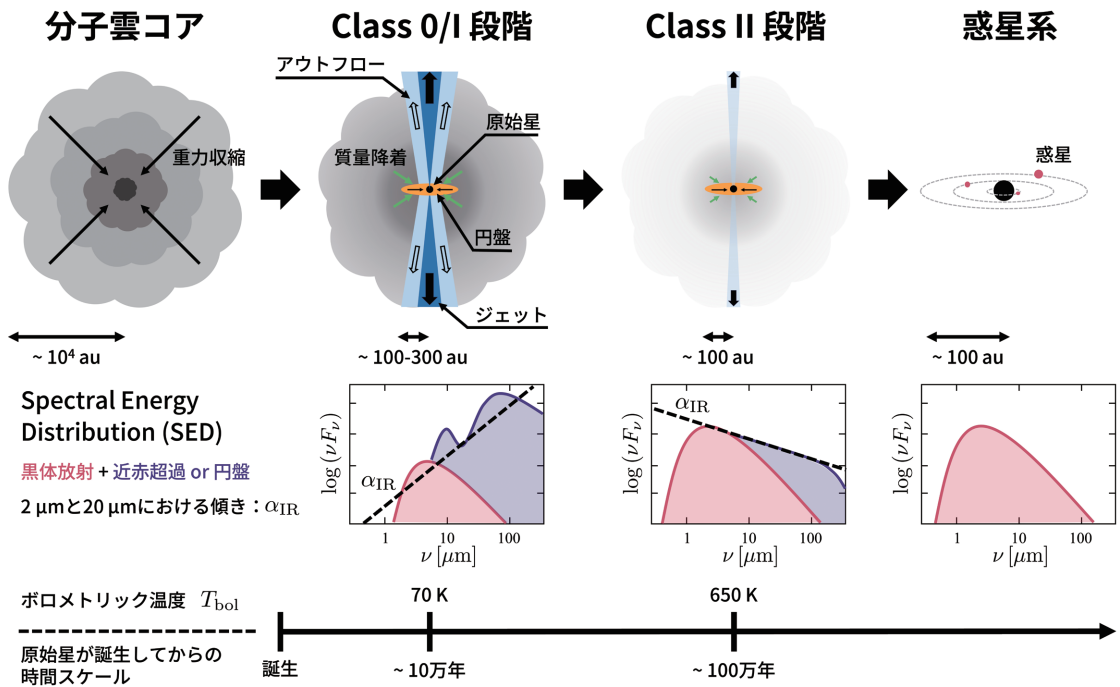


図1: 原始星の形成過程およびボロメトリック温度  $T_{\text{bol}}$  またはスペクトルの傾き  $\alpha_{\text{IR}}$  による進化過程の分類の概念図. [1] を元に作成.

(遠赤外-サブミリ波) に偏る<sup>1</sup>. 一方, 進化に伴ってエンベロープが散逸すると中心星からの光がより直接に観測され, SEDは短波長側(近赤外-中間赤外)へシフトする.

この違いを定量化する指標として, (1) SED全体から計算されるボロメトリック温度  $T_{\text{bol}}$  と, (2) 赤外領域のスペクトルの傾き  $\alpha_{\text{IR}}$  が用いられる. 以下では, それぞれの定義と分類方法を述べる.

### (1) ボロメトリック温度

ボロメトリック温度  $T_{\text{bol}}$  は, 観測されたSED全体を単一の黒体放射に置き換えたときの見かけの温度として定義される. 観測波長  $\nu$  における放射強度  $F_\nu$  を用いると,

$$T_{\text{bol}} = 1.25 \times 10^{-11} \frac{\int_0^\infty \nu F_\nu d\nu}{\int_0^\infty F_\nu d\nu} \text{ [K]} \quad (1)$$

で与えられる. これはSEDの重心(平均波長)を表し,

<sup>1</sup>熱平衡にあるダストの放射はほぼ黒体放射で近似でき, 温度  $T$  を用いると, スペクトルのピーク波長はウィーンの変位則  $\lambda \approx 2900 \times (T/1 \text{ K})^{-1} \mu\text{m}$  で与えられる.

放射エネルギーがどの波長帯に集中しているのかの指標である. 原始星が進化するにつれて, 周囲のエンベロープが晴れ上がっていくため, 短波長側の放射が観測されやすくなる. そのため,  $T_{\text{bol}}$  が低いほど長波長側に偏ったSED(より若い段階)を, 高いほど短波長側に広がった分布(より進化した段階)を示す.

$T_{\text{bol}}$  による進化段階の区分は次の通りである.

- Class 0:  $T_{\text{bol}} < 70 \text{ K}$
- Class I:  $70 \text{ K} \leq T_{\text{bol}} \leq 650 \text{ K}$
- Class II:  $650 \text{ K} < T_{\text{bol}} \leq 2800 \text{ K}$

この分類ではスペクトルの形状は全く考慮されない一方で, 幅広い進化段階のYSOを単一の指標で取り扱える利点がある. また,  $T_{\text{bol}}$  に基づく分類法は, 数値シミュレーションとの比較により整合性が確認されており, Class IとClass IIはそれぞれ原始星誕生後から約10万年, 約100万年の時期に対応するとされる[2].

### (2) スペクトルの傾き

ボロメトリック温度  $T_{\text{bol}}$  に加えて, SEDの赤外領域に

におけるスペクトルの傾きも進化段階を簡易的に分類する指標として広く用いられる。スペクトルの傾き $\alpha_{\text{IR}}$ は、

$$\alpha_{\text{IR}} = \frac{d \log(\nu F_{\nu})}{d \log(\nu)} \approx \frac{\log(\nu_1 F_{\nu_1} / \nu_2 F_{\nu_2})}{\log(\nu_1 / \nu_2)} \quad (2)$$

で定義され、異なる2波長 $\nu_1$ と $\nu_2$ における放射強度の変化率を表す。実観測では離散的な測光点しか得られないため、近赤外(2  $\mu\text{m}$ )と中間赤外(24  $\mu\text{m}$ )の強度から近似的に求めることが多い。

一般に、若い天体ほどダストエンベロープが中心星・円盤からの放射を吸収して再放射するため長波長成分が強く、SEDは長波長側に立ち上がり $\alpha_{\text{IR}}$ は大きくなる。進化が進むとエンベロープが散逸して長波長成分が弱まり、 $\alpha_{\text{IR}}$ は小さくなる。この性質に基づき、 $\alpha_{\text{IR}}$ による区分は次の通りである。

- Class 0/I:  $0.3 \leq \alpha_{\text{IR}}$
- Class Flat-spectrum:  $-0.3 \leq \alpha_{\text{IR}} < 0.3$
- Class II:  $-1.6 \leq \alpha_{\text{IR}} < -0.3$

この方法では、 $T_{\text{bol}}$ に基づく分類には現れないClass IとClass IIの中間段階としてClass Flat-spectrum(以降、Class FS)が定義される[2]。一方で、スペクトルの傾きは2つの波長における放射強度の情報しか含まない。そのため、様々な波長のデータがある天体については、それらの情報を含む $T_{\text{bol}}$ と併用して整合性を確認することが望ましい。

### 1.3 原始惑星系円盤の詳細構造

アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計(以降、ALMA)の初期運用開始(2013年)以降、原始惑星系円盤の構造が高空間分解能で詳細に観測されるようになった。特に、Class FS原始星HL Tau周囲の円盤の最長基線観測は、円盤内のリング・ギャップ構造を初めて明確に示し、大きな注目を集めた[3]。

その後、円盤に見られる特徴的な構造(リング、ギャップ、スパイラルなど; 以降、詳細構造)の統計的性質を調べるため、2つのALMA国際大規模プロジェクトが実施された。DSHARP<sup>2</sup>(Cycle 4;2016-2017年)では、20天体の明るいClass II円盤を~5 au

の分解能で観測し、詳細構造が普遍的に存在することを示した[4]。一方、eDisk<sup>3</sup> (Cycle 7;2019-2021年)では、19天体のClass 0/I円盤を対象とした観測により、Class II段階に比べて詳細構造の出現頻度が低いことが報告されている[5]。これらは、詳細構造が原始星誕生後およそ10万年から100万年の間(Class IとClass IIの中間段階)に形成される可能性を示唆する。

詳細構造の形成機構としては複数のシナリオが提案されており、その一つに形成途中の惑星と円盤の相互作用がある。ケプラー回転する円盤内に惑星が存在すると、惑星重力によって密度波が励起され、円盤の内側と外側へ伝播する。この密度波が円盤ガスと相互作用することで惑星には重力トルクが働き、反作用として角運動量が波に乗って運ばれ、波の減衰とともに周囲のガスへ受け渡される。角運動量交換は惑星質量が大きいほど強く、木星質量の巨大惑星では軌道内側のガスは内側へ、外側のガスは外側へ押し出される。その結果、惑星近傍のガス密度が低下し、惑星軌道に沿ったギャップ構造が形成される[6, 7]。

また、詳細構造がどの機構で形成された場合でも、リングやスパイラルは局所的な圧力極大としてダスト粒子の集積に寄与する。円盤中で成長したダスト粒子はガスとの速度差により内側にドリフトするが、ガス圧力が極大になる領域では、ダスト粒子が捕獲・集積されやすくなる。この固体成分の濃集は、ペブル成長や微惑星形成を促し、惑星形成を加速する可能性がある[8]。このように、原始惑星系円盤の詳細構造は惑星形成過程と密接に関係しており、構造の形成時期を明らかにすることは、惑星形成の初期条件を理解することに等しいと言える。

### 1.4 本研究の目的

惑星形成に関与している詳細構造の形成時期を特定するには、原始星誕生後およそ10-100万年に相当するClass I-Class II段階の円盤を、eDiskやDSHARPと同等の数auスケールの空間分解能で多数観測し、統計的に比較する必要がある。しかし、高分解能観測には高感度も同時に求められるため長時間の観測が必要となり、観測できる天体数は限られ

<sup>2</sup>Disk Substructures at High Angular Resolution Project

<sup>3</sup>Early Planet Formation in Embedded Disks

る。実際、eDiskやDSHARPのような大規模プロジェクトであっても、1つのプロジェクトあたりの観測天体は最大で20程度にとどまっている。さらに、新規に高分解能観測を計画した場合、データ取得から解析・論文文化までに数年を要することが多く、十分なサンプルを短期間で蓄積するのは現実的に困難である。

そこで、本研究ではALMAの公開されているデータに対して、スパースモデリングを応用した超解像度画像解析法を適用し、大規模な円盤サーベイを実施した。本手法により、従来の分解能を超えた精度で詳細構造を検出し、円盤の形態と進化段階を統一的に比較できる。得られた超解像度画像に基づき、円盤進化に伴う詳細構造の形成時期と、その形成に必要な条件を議論する。

## 2. 電波干渉計データ解析の革新

本章では、まず電波干渉計観測の原理と従来の画像復元手法であるCLEANを概説する。続いて、本研究で用いたスパースモデリングを応用した超解像度画像解析法の概要とその利点について言及する。

### 2.1 電波干渉計による観測

電波干渉計は、複数のアンテナを広範囲に配置し、各アンテナが受信した電波信号の相関(干渉)を測定することで、最大基線長<sup>4</sup>  $D_{\text{Max}}$ に相当する口径を持つ仮想的な一台の望遠鏡として機能する装置である。この観測における分解能 $\theta$ は観測波長 $\lambda$ と $D_{\text{Max}}$ に依存し、 $\theta \sim \lambda/D_{\text{Max}}$ で表される。したがって、最大基線長 $D_{\text{Max}}$ を長くするほど、単一望遠鏡では実現が難しい高分解能の観測が可能となる。

電波干渉計で直接得られる基本的な観測量は、アンテナ対ごとに観測される複素相関量(振幅と位相)であり、これをビジビリティ $V(u, v)$ と呼ぶ。ビジビリティ $V(u, v)$ は天体の輝度分布 $I(l, m)$ とフーリエ変換の関係で結ばれており、

$$V(u, v) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} I(l, m) e^{-2\pi i(ul+vm)} dl dm \quad (3)$$

<sup>4</sup>基線長とは2つのアンテナ間の距離。

で表される。ここで、 $(l, m)$ は天球上の角度座標、 $(u, v)$ はアンテナ間の基線ベクトルを観測波長で正規化した座標である。

理想的には、天体の輝度分布を復元するためには、 $uv$ 平面を連続的にサンプリングしたビジビリティが必要となる。しかし、実際の観測では、アンテナ数やその配置が有限であるため、 $uv$ 平面を完全に埋められず、得られるビジビリティは離散的かつ不完全である。そのため、実観測のビジビリティから式(3)に基づく逆フーリエ変換で得られた画像は真の輝度分布そのものではなく、アンテナ配置に由来する合成ビーム(Dirtyビーム)が畳み込まれたDirty画像となる。つまり、真の輝度分布を再現するためには、合成ビームの畳み込みを解く作業(デコンボリューション)が必要となる。

### 2.2 従来の画像解析手法:CLEAN

真の輝度分布を推定する最も代表的なデコンボリューション手法がCLEANである[9]。CLEANでは、真の輝度分布を多数の点源の足し合わせとして近似できると仮定し、Dirty画像から点源成分(CLEAN成分)を逐次的に取り出すことで復元を行う。具体的には、次の手順で行う。(i) Dirty画像上で最も明るい位置を特定し、その位置と強度を持つ点源( $\delta$ 関数)をCLEAN成分として蓄積する。(ii) そのCLEAN成分に対応する合成ビームを強度に応じてスケールし、Dirty画像から差し引いて残差マップを得る。(iii) 残差マップ中の最大強度がノイズレベル程度(あるいは所定の閾値)まで下がるまで、この操作を繰り返す。最後に、蓄積したCLEAN成分に合成ビームと同じ半値全幅(FWHM)を持つガウシアン(CLEANビーム)を畳み込み、残差マップに加えることで復元画像を得る。現在では、CLEAN処理を高速フーリエ変換に対応させた手法や、広がった構造に対してCLEAN成分の広がりを調整する改良版も開発されている[10, 11]。

一方で、CLEANには、本質的な制約もある。第一に、モデル画像は点源の集合として近似する前提のため、リングやスパイラルのような滑らかでかつ複雑な輝度分布を忠実に再現するには限界がある。第二に、残差マップからピークを逐次取り出す過程で、合成ビーム由来の偽ピークと実際の天体構造の判別が必要となるため、データの解析領域や閾値などのパ

ラメータに強く依存する。その結果、第三に、同じ観測データでも処理条件の違いによって得られる画像が変化しやすく、再現性や客観性に欠ける場合がある。このように、CLEANは点状あるいは比較的単純な構造の復元には有効である一方、詳細構造を持つ原始惑星系円盤のような複雑かつ滑らかな輝度分布の解析には必ずしも最適とはいえない。

### 2.3 新たな超解像度画像解析法:

#### スパースモデリング

近年、電波干渉計データからの画像復元に、統計数理学の手法であるスパースモデリングを導入する試みが注目されている。スパースモデリングとは、「本質的な情報を含む領域は限られ、多くの成分はゼロまたはごく小さい値をとる」というスパース性を仮定し、限られたデータからの信号を抽出する最適化手法である。

この考え方は電波干渉計観測と親和性が高い。電波干渉計では $uv$ 平面のサンプリングが離散的かつ不完全となるため、観測データから真の輝度分布をそのまま再現することは難しい。加えて、多くの天体は視野全体のうち明るい領域に限られ、それ以外は背景レベルに近い小さな値にとどまるため、空間的にスパースな分布とみなせる場合が多い。その結果、スパースモデリングを画像復元に応用することで、観測ビジビリティと整合的な範囲で欠損した空間周波数成分を補完しつつ、真の輝度分布を推定することが可能になる。

本手法では、観測ビジビリティ $V$ から真の輝度分布 $I (= |I_{i,j}|)^5$ を推定する最適化問題として定式化し、観測との整合性(データ忠実度)と、物理的に適切な画像の性質(正則化)を同時に満たす解を求める。具体的には、次式で表されているように、重み付き最小二乗項に2つの正則化項である $L_1$ ノルム項、Total Squared Variation (TSV)項を組み合わせたコスト関数を最小化し、モデル画像 $I_{\text{SpM}}$ を求める。

$$I_{\text{SpM}} = \underset{I}{\operatorname{argmin}} \left( \|W(V - FI)\|_2^2 + \Lambda_l \sum_i \sum_j |I_{i,j}| + \Lambda_{tsv} \sum_i \sum_j (|I_{i+1,j} - I_{i,j}|^2 + |I_{i,j+1} - I_{i,j}|^2) \right) \quad (4)$$

<sup>5</sup> $I_{i,j}$ は画素 $(i,j)$ における放射強度に対応する。

ここで、 $F$ は画像 $I$ から対応する $uv$ 点のモデルビジビリティを計算するフーリエ変換(サンプリングを含む)を表し、 $W$ は各ビジビリティの測定誤差に基づく重み行列<sup>6</sup>である。

第一項は、観測ビジビリティ $V$ とモデル $FI$ のずれを重み付きで評価する項であり、観測誤差を考慮した $\chi^2$ 最小化に相当する。この項を含めて最小化することで、観測をよく再現する整合的な画像が得られる。

第二項は $L_1$ ノルム項と呼ばれ、画像のスパース性(多くの画素がゼロまたは小さい)を促す。これにより放射のない領域に生じやすい低強度成分を抑えつつ、主要な放射構造を保持できる[12]。正則化パラメータ $\Lambda_l$ はこの効果の強さを調整し、 $\Lambda_l$ が大きいほど背景成分は抑制される一方、放射強度は小さくなる。

第三項はTSV項と呼ばれ、隣接画素間の強度差の二乗和であり、輝度分布の滑らかさを制御する。 $L_1$ ノルム項によって生じやすい人工的で急激な強度変化を抑え、連続的な分布をより自然に再現する[13, 14]。正則化パラメータ $\Lambda_{tsv}$ を大きくすると画像はより滑らかになるが、実効的な空間分解能は低下する。

生成されるモデルの過剰適合を避けるため、本研究では2つの正則化パラメータ $\Lambda_l$ と $\Lambda_{tsv}$ を広い範囲で走査し、10分割交差検証によって最適な組を決定する[13]。交差検証法では、ビジビリティをランダムに10分割し、そのうち1つを検証用、残りを学習用として画像を再構成する。このとき、学習用データから得たモデルが検証用データをどれだけ再現できるか(検証誤差)を評価し、検証用データを入れ替えて同様の評価を繰り返すことで、検証誤差が最小となるパラメータの組を採用する。

スパースモデリングによる画像復元では、従来のCLEANとは異なり画像生成の段階でビームの畳み込みを行わないため、得られた画像の実効的な空間分解能を別途評価する必要がある。本研究では、[15]で提案された人工点源注入法を用いた。これは、データに埋め込んだ弱い点源が、最終的な画像でどの程度の広がりを持つかを評価することで、実効的な空間分解能を推定する方法である。ただし、得られる実効的な空間分解能は、復元画像における点源応答幅を表す指標であり、CLEAN画像で用いられる合成ビームと

<sup>6</sup>誤差の逆数、あるいは逆分散を対角成分にもつ。

同義で取り扱えないことに注意する。

以上が、スパースモデリングを応用した画像解析法の概要および実効的空間分解能の評価手法である。CLEANがビーム平滑化を通じて不足情報を補うのに対し、本手法はレジビリティ全体との整合性を直接最適化するため、円盤内の微細構造をより高い分解能で再構成できる。本手法は、日本の研究チームによって開発された公開ソフトウェアPRIISM<sup>7</sup>に実装されており、ALMAの観測データにも容易に適用できる[16]。

PRIISMを用いた画像解析の優位性は、特定の輝度分布モデルや仮定に強く依存せず、2次元観測レジビリティと整合する2次元輝度分布を復元できる点にある。近年では、円盤の構造解析において、frank[17]等による観測レジビリティフィッティング、さらに最大エントロピー法(MEM)[18,19]など、多様な手法が用いられてきた。公開解析ツールfrankは、円盤が軸対称であることを仮定した上で、観測レジビリティを1次元化し、それに合うモデルを作成することによってダスト円盤半径や半径方向の詳細構造に制約を与えるものである。一方、MEMはPRIISMと同様に正則化に基づく画像復元法であるが、事前情報(dirty画像から得られたノイズマップなど)を用いる場合があり、その導入が復元画像にバイアスを与える可能性がある。これらの手法と比較して、PRIISMでは、仮定するモデルや事前情報を必要とせず、画像復元を行える。そのため、スパイラル構造や非対称構造、そして多重星系を含む形態を一様な基準で比較することを目的とする場合に、特に適した手法である。

### 3. 新たな解析手法を用いた円盤の超解像度サーベイ

本章では、Shoshi et al. (2025), PASJ, 77,572[20]で既に報告されている、へびつかい座分子雲の原始惑星系円盤に対するスパースモデリングを用いた画像解析の主要結果を概説する。特に、本章ではダスト円盤半径および円盤の詳細構造に関する結果を中心に取り上げる。解析手法および結果の詳細については

[20]に記載されている。

#### 3.1 へびつかい座分子雲の円盤

本研究では、原始惑星系円盤の詳細構造の形成時期を統計的に調べるため、へびつかい座分子雲に位置する円盤サンプルを解析対象とした。へびつかい座分子雲は(i) 誕生からおよそ100万年と若く、幅広い進化段階の天体が共存すること、(ii) 太陽系から約140 pcと近距離にあり、高い空間分解能で円盤構造を調べやすいこと、(iii)ALMA観測データがすでに多数蓄積されており、Class I円盤でも詳細構造が報告されていること[21, 22] という点で、詳細構造の形成と進化を議論する上で有力な領域である。

本研究では、大規模サーベイODISEA<sup>8</sup>で取得されたALMAアーカイブデータを用いた。このプロジェクトは、Spitzer宇宙望遠鏡によりへびつかい座分子雲で同定されたYSOカタログ(297天体)を母集団とし、およそ2.2  $\mu\text{m}$ から24  $\mu\text{m}$ にわたる赤外スペクトルの傾き $\alpha_{\text{IR}}$ に基づいて進化段階を分類している[23]。本稿で主に扱うサンプルは、この母集団から、2.2  $\mu\text{m}$ と24  $\mu\text{m}$ の等級差が6.75等級を超えるClass IおよびClass FS天体に加えて、2.2  $\mu\text{m}$ において10等級以上のClass II天体を含む合計147天体(Class I 28天体, Class FS 50天体, Class II 69天体)が、一様なサンプルとして定義されている[23]。また、Spitzerカタログには各波長帯で90%の検出限界が提示されており、特に中間赤外で過剰放射を示す光学的に厚い円盤集団(主にClass I/II)に対しては、カタログの不完全性による取りこぼしは限定的である[2, 23]。147天体のサンプルの中にはDSHARPプロジェクトで高空間分解能観測が行われている天体が含まれている。これらの天体の観測は1.3 mm帯で、基線長17-2468 mの配置を用いて実施され、各天体の積分時間は1分未満と短い、多数天体を同一条件で比較できる点が大きな利点である。本研究ではこのデータセットにスパースモデリングによる画像解析法を適用し、従来のCLEAN画像を上回る空間分解能で円盤構造の抽出を試みた。

#### 3.2 得られた超解像度画像の概要

図2および図3は、従来法CLEANとスパースモデ

<sup>7</sup>Python module for Radio Interferometry Imaging with Sparse Modeling (<https://github.com/tnakazato/priism>)

<sup>8</sup>Ophiuchus DIsc Survey Employing ALMA[23]

リングを応用した新たな手法によって得られた、へびつかい座分子雲に位置する78個の原始惑星系円盤の1.3 mmダスト連続波画像をそれぞれ示している。本サンプルは70個の単一星系と8つの多重星系からなり、多重星系についてはミリ波帯でより明るい成分を主星に付随する円盤と定義し、解析対象としている。一方、本研究で解析に利用しなかった69天体は、(i) 信号対雑音比(S/N)が低くCLEAN画像上で有意な構造を検出できなかったもの(22天体)、または(ii)総放射強度が10 mJy未満でスパースモデリングにより円盤の広がりやを制約するための情報が十分でないもの(42天体)が多い。そのため、本研究では単一プロジェクトの観測データを用いており、RMSノイズや最大基線長は天体間でほぼ同一であるが、取り除いたサンプルによる系統的な偏りについては注意が必要である。

CLEAN画像の空間分解能は約0.30秒角 $\times$ 0.22秒角(42 au $\times$ 31 au)である。この分解能でも、円盤半径が十分に大きい天体ではリング状構造などをある程度、空間分解できる。一方で、多くの円盤は見かけの大きさがビームサイズと同等であり、円盤の半径や構造を十分に制約できなかった。

一方、スパースモデリング画像では天体ごとに実効的な空間分解能は異なるものの(0.02秒角-0.20秒角)、CLEANに対して中央値で約3.8倍の分解能向上<sup>9</sup>が得られた。その結果、本サンプルの円盤の大部分を空間的に分解し、CLEAN画像では捉えにくかった円盤の形状や大きさをより明確にした。ただし、観測ビジビリティに基づく評価の結果、半径が10 au未満の6天体(ISO-Oph 200, ISO-Oph 137, BBRCG 58, ISO-Oph 171, 2MASS J16314457-2402129, ISO-Oph 106)では観測ビジビリティの最大基線長が半径制約に必要な空間スケールを十分にカバーしないため、半径は参考値として提示する([20]の付録2.2を参照)。また、半径15 au以下のコンパクト円盤における詳細構造判定の限界と、本研究で採用した保守的な分類方針については後続節で述べる。このように空間分解能は向上した一方で、画像復元が総放射強度を

損なっていないかも併せて検証したところ、CLEAN画像とスパースモデリング画像で得られた円盤の総放射強度の差は5-10%に収まり、本手法がフラックスを良い精度で再現することが確認された。さらに、DSHARPによる高空間分解能観測のCLEAN参照画像と比較してもリングなど主要な詳細構造は概ね再現されることから、スパースモデリングは放射強度の信頼性を保ったまま空間分解能を大幅に向上させる有効な解析手法であると言える[20]。

### 3.3 ダスト円盤半径の分布

スパースモデリングを用いた新しい超解像度画像解析法によって、78天体の円盤構造をより詳細に空間分解することに成功した。本節では、各円盤の幾何的情報(円盤面の天球面に対する傾斜角の大きさと、見かけの長軸の方向を表す方位角)を推定した上でダスト円盤半径を測定し、その分布と進化段階依存性を統計的に評価する。

まず、スパースモデリング画像に対してマルコフ連鎖モンテカルロ(MCMC)法による2次元ガウシアンフィッティングを行い、円盤の傾斜角と方位角を求めた。リング構造が明瞭な一部天体ではリングの楕円形状に対するフィッティングも行ったところ、ガウシアンフィッティングの結果と10%以内で一致することを確認した。次に、得られた幾何に基づいて画像を真円となるように投影し、成長曲線法[24]により全放射強度の95%に達する半径をダスト円盤半径として定義した。

図4上段に示すように、ダスト円盤半径は5-179 auに分布し、64%が40 au以下に集中する。中央値は27 auで、おうし座やおおかみ座など他の星形成領域で報告された値より約2倍小さい[25,26]。このようにコンパクトな円盤が多数を占める傾向は、磁気ブレーキなど磁場に起因する角運動量輸送によって円盤成長が抑制される一方で、非理想MHD効果によって円盤成長が促進されるというモデル予測と整合的である[27,28]。一方で、星形成領域における星の密度(密集環境か孤立環境か)に応じて、近接遭遇などの力学的相互作用が円盤サイズに影響している可能性もある。

図4下段は、Class I, Class FS, Class IIに分けた、円盤の大きさの累積分布関数を示す。分布は互いによく重なっており、コルモゴロフ-スミルノフ検定(KS検定)<sup>10</sup>でもすべての組み合わせで $p > 0.10$ となり、ク

<sup>9</sup>2.3節で述べたように、スパースモデリング画像における実効的な空間分解能は復元画像の点源応答幅に基づく指標であり、CLEAN画像の合成ビームと定義が異なるため、本稿では参考値として取り扱う。

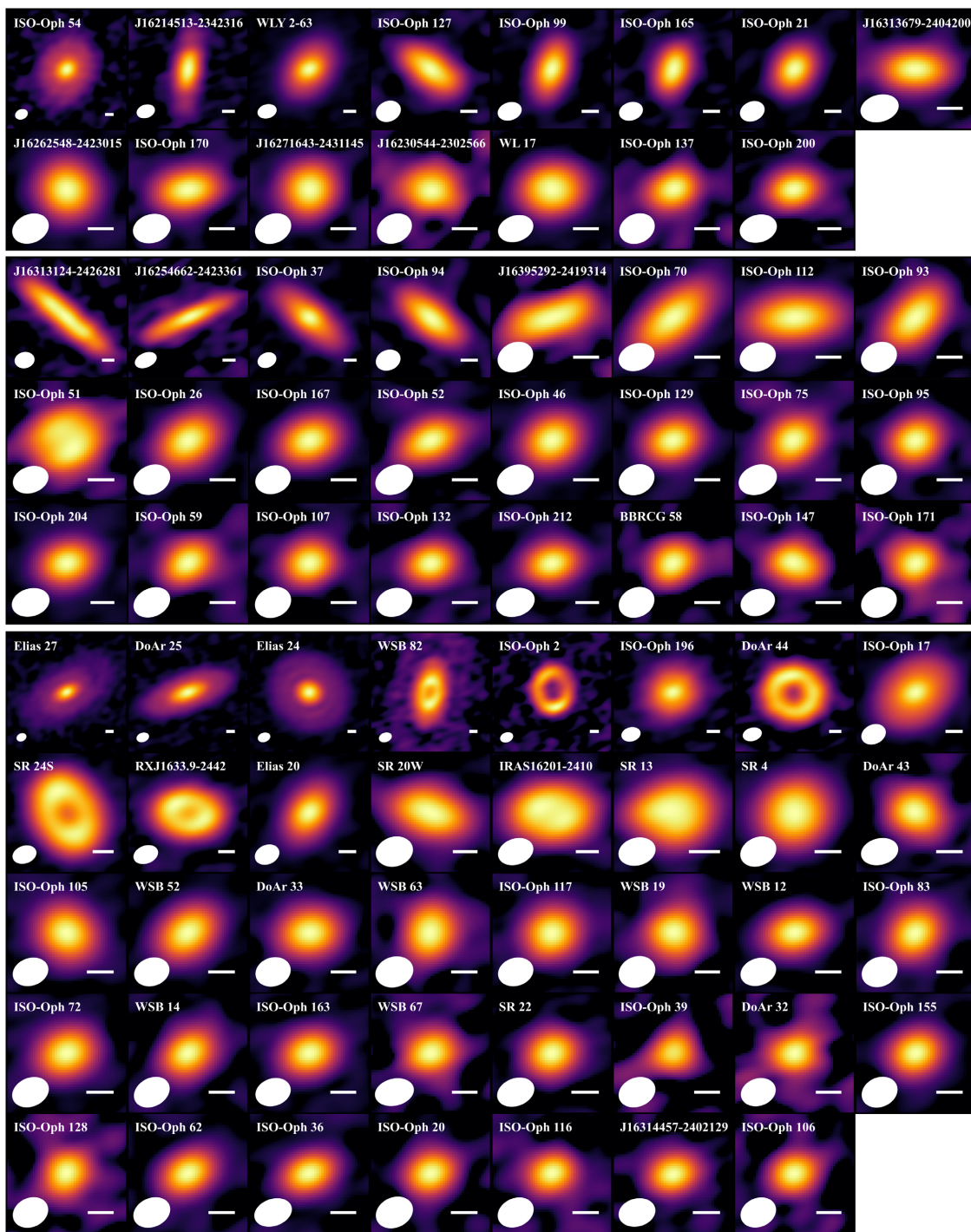


図2: 従来法CLEANで得られた、へびつかい座分子雲に位置する78個の円盤の1.3 mmダスト連続波画像ギャラリー。1, 2段目のパネルは15天体のClass I円盤, 3-5段目は24天体のClass FS円盤, 6段目以降は39天体のClass II円盤を表している。各進化段階ごとに、ダスト円盤半径が大きい天体から順に左上から右下へ並べている。各パネルの左下にはビームサイズ, 右下には30 auのスケールが示されている。

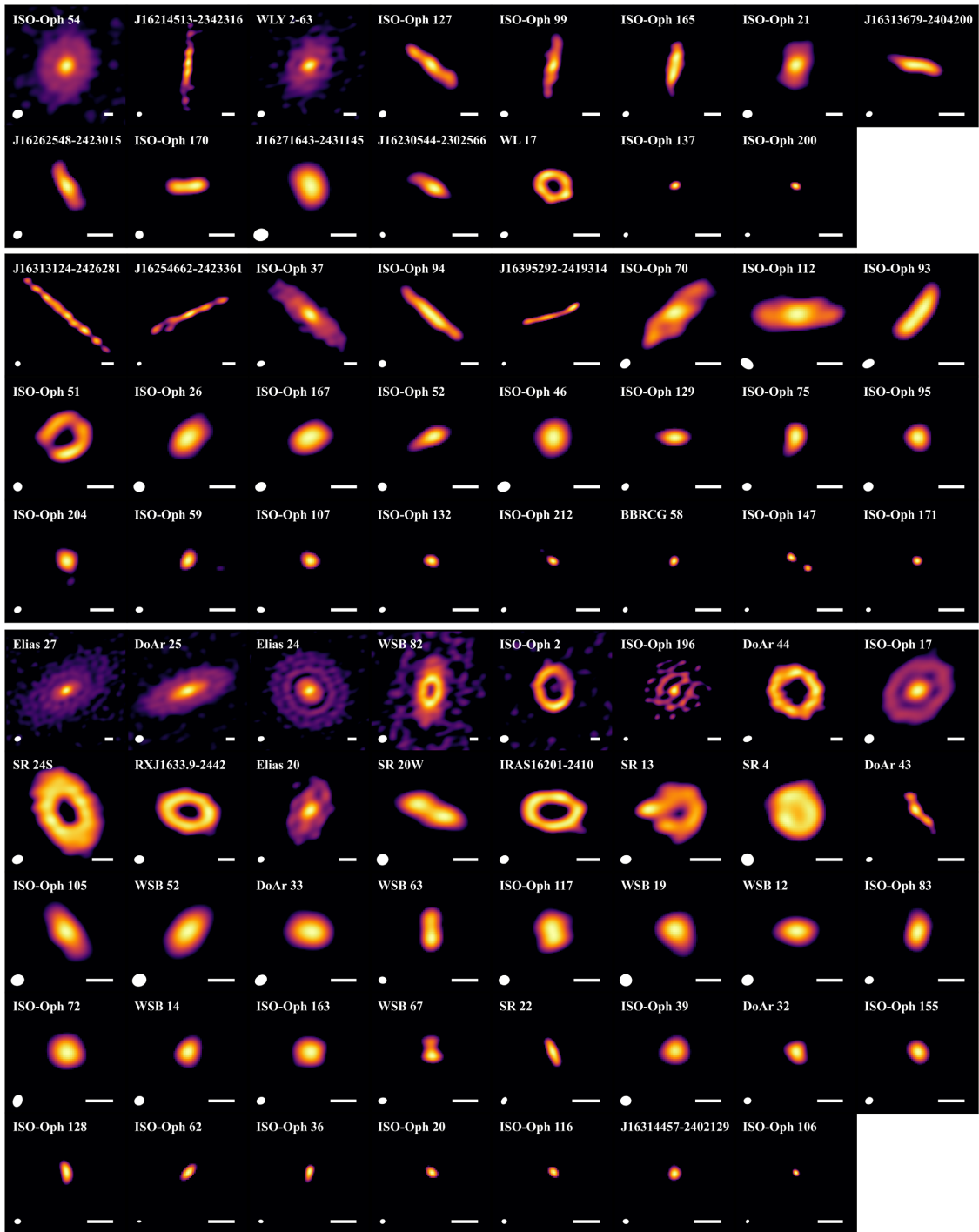


図3: スパースモデリングを使用した新たな画像解析法によって得られた1.3 mmダスト連続波画像ギャラリー。各パネルの左下には実効的な空間分解能を示している。図2と比較して、より高い分解能を達成しており、大部分の円盤構造を空間分解することに成功している。

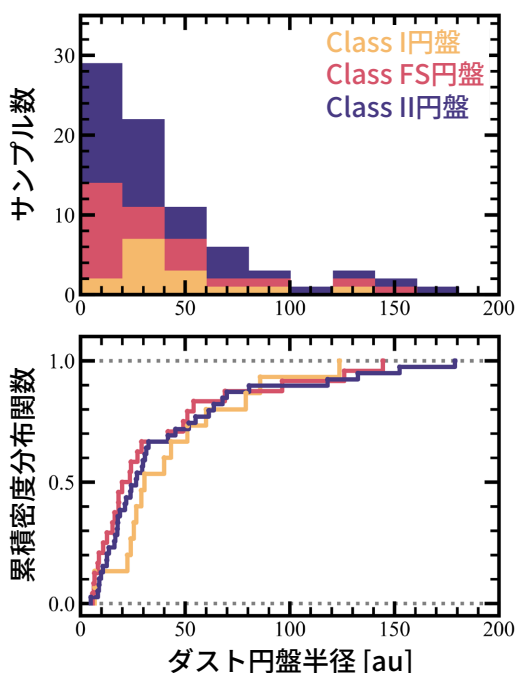


図4: ダスト円盤半径の分布を示すヒストグラム(上段) および累積分布関数(下段)。黄色、赤、紫はそれぞれClass I, Class FS, Class II段階の円盤を表す。半径が30 au未満の円盤が大多数を占め、100 auを超える円盤は全体の約10%にとどまる。また、累積分布関数は進化段階による顕著な差が見られないことを示している。

ラス間で有意な差は認められない。なお、ダスト円盤半径が参考値として扱われる6天体のコンパクト円盤(3.2節を参照)の内訳は各進化段階が2天体ずつ含まれていることに注意されたい。このような進化段階によらず分布が似ている傾向は、磁気円盤風やダストの半径方向移動を考慮した円盤進化モデルの予測と整合的である。もっとも、これらの結果はその他の理論的予測を否定するものではなく、ダストの成長を考慮した上で、ダスト連続波の観測的意味を慎重に議論する必要がある。また、本観測は1天体あたりの積分時間が1分未満と短く、特に進化初期段階ではエンベロープ起源の弱い放射を十分に捉えられていない可能性がある。したがって、本研究で測定した半径は主としてダストが卓越する領域の大きさを表し、ガス円

盤半径はこれより大きい可能性がある。以上を踏まえると、へびつかい座分子雲におけるダスト円盤半径は進化とともに大きく変化しない、あるいは減少する可能性が示唆される。

### 3.4 原始惑星系円盤の詳細構造の分類

本研究では、円盤の動径方向の明るさ分布について、詳細構造が存在するかどうかを調べた。解析にはスパースモデリング画像を用い、方位角方向に平均した放射強度プロファイルと、円盤の(見かけの)長軸方向の放射強度プロファイルを併用した。ほぼface-onな円盤<sup>11</sup>では、方位角平均によりノイズを低減できるため、弱いリングやギャップの検出に有効である。一方、ほぼedge-onな円盤では、方位角平均により異なる半径・高さの放射が混ざって局所構造が希釈されうる。このため、すべての天体で放射強度の両プロファイルを作成し、特に高傾斜円盤では長軸方向プロファイルも併用して構造の有無を判断した。

構造分類の定義および判定手順の詳細は[20]に記載されている。本稿では分類法を簡略化し、半径方向および方位角方向の輝度プロファイルに基づく定性的な分類として以下に示す。両プロファイルに複数の極大・極小が現れ、構造の形状が比較的軸対称なものを「リング構造」、明確な極大はないが半径方向プロファイルに変曲点が認められる場合は「ギャップ構造候補」として扱った。また、局所ピークの位置や強度が明瞭に非対称なものを「スパイラル構造」とした。これらに該当せず、中心に単一ピークのみを示すものは「特徴的な構造を持たない円盤」に分類した。

ただし、「構造を持たない円盤」に分類された天体のうち8天体では、2次元画像にわずかな歪みが見られ、非対称構造の存在が示唆される[20]。これらは長基線データの不足により構造の一部のみが再現されている可能性がある。また、半径15 au以下のコンパクト円盤では、詳細構造の判定に必要な空間スケールをカバーする最大基線長が確保できておらず、構造の有無を確定できない([20]の付録2.2を参照)。したがって、本研究では、2種類のプロファイルの両方で明瞭に確認できる構造のみを分類対象としており、「特徴

<sup>11</sup>2つの標本についてそれぞれの母集団の確率分布が一致しているかどうかを評価するノンパラメトリック検定。

<sup>11</sup>観測の視線方向に対する傾斜角がゼロに近い小さい円盤を指す。一方、傾斜角が大きく90度付近になっているものはedge-on円盤と呼ばれる。

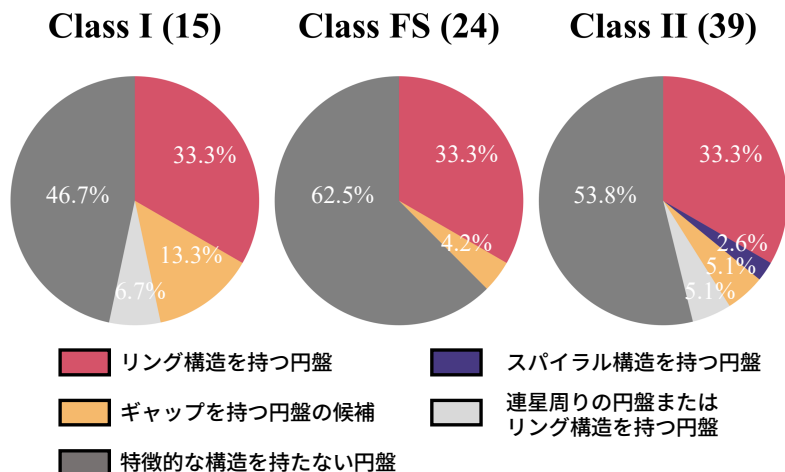


図5: 各進化段階における円盤構造の割合を示した円グラフ(進化段階の隣の数字は天体数を表している)。マーカーの色は円盤の構造分類を表しており、赤、紫、黄色、薄い灰色、濃い灰色はそれぞれ「リング構造」、「スパイラル構造」、「ギャップを持つ円盤の候補」、「リング構造を持つほぼedge-on円盤または連星周囲の円盤候補」、「特徴的な構造がない」の分類に該当している。Class I段階とClass FS段階の円盤でもClass II円盤と同等の割合で詳細構造が検出されている。[20]をもとに改変。

的な構造を持たない円盤」に未検出の詳細構造が含まれる点に注意する。

図5に、進化段階ごとの分類結果を示す。全78天体のうち、構造を持たない円盤が43天体、リング構造が26天体、スパイラル構造が1天体、ギャップ構造候補が5天体であった。加えて、リング構造を持つほぼedge-on円盤、または連星周囲の円盤の候補が3天体確認された。リング構造について、明瞭なリング構造を持つ円盤とその候補を含めた出現率は、Class I, Class FS, Class IIでそれぞれ40%, 33%, 38%と概ね同程度であった。この結果は、リング構造の形成がClass I段階の比較的早い時期から始まっている可能性を示唆する。ただし、本手法で有意に構造が検出された天体のサンプルが限られること、また構造が未分解の円盤を含めれば比率が変動しうることに注意が必要である。

候補を含む詳細構造を持つ32天体のうち、既存の高空間分解能観測(DSHARP[4], ODISEA[29]など)で構造が確認済みの天体を除くと、15天体が本研究で新たに詳細構造を持つ円盤候補として同定された。内訳はClass Iが4天体、Class FSが7天体、Class IIが4天体である。これらの多くはほぼedge-on円盤

であり、リング外縁のダストが視線方向に重なって見えることで局所的に光学的厚みが増し、半径方向プロファイルでは複数ピークとして現れると解釈される。

加えて、Class FS 円盤ISO-Oph 51 (図2, 3の上から4段目、左から1番目)と、Class II 円盤IRAS 16201-2410 (上から7段目、左から5番目)は、明瞭なリング・ギャップ構造を示す新たな円盤候補として同定された。IRAS 16201-2410は半径約30 auのギャップ構造を有し、既知の遷移円盤<sup>12</sup>の典型的な特徴と整合する。一方、ISO-Oph 51は半径約20 auのギャップ構造を持ち、南側の外縁に沿ってピークを示す非対称な放射分布を呈する。さらに、Class II円盤SR 13では、中心連星を取り囲む周連星円盤と伴星周囲の円盤の両方が検出された。これは多重星系における複数円盤共存の例であり、円盤間相互作用や星-円盤相互作用を検討することができる。

以上より、スパースモデリング画像に基づくプロフィール解析から、へびつかい座分子雲の円盤ではClass I段階からリング・ギャップ構造が一定の頻度で現れる可能性が示された。同時に、従来手法では捉えにく

<sup>12</sup>中心星周りのダストが消滅し、ギャップ構造が形成された円盤。

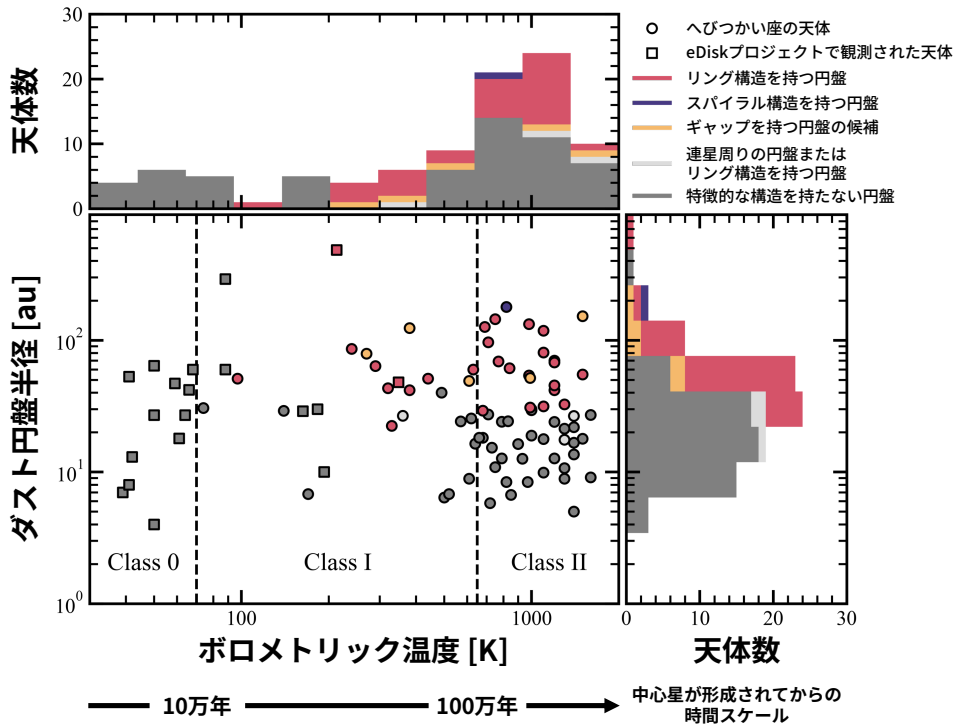


図6: 本研究で得られたへびつかい座分子雲の76天体(円) とeDisk サンプル19天体(正方形) のボロメトリック温度とダスト円盤半径の関係。マーカーの色は図5と同じ円盤の構造分類を表しており、赤、紫、黄色はそれぞれ「リング構造」、「スパイラル構造」、「ギャップを持つ円盤の候補」の分類に該当している。上部および右側のパネルは、ボロメトリック温度とダスト円盤半径の最小値から最大値までを11個のビンに分けたヒストグラムを示している。ボロメトリック温度とダスト円盤半径がある値から大きくなると、詳細構造を持つ円盤が多く分布していることが分かる。[20]をもとに改変。

かった高傾斜円盤や多重星系で、詳細構造が系統的に同定された。

### 3.5 詳細構造が形成する時期

前節の分類では、Class IおよびClass FS円盤の30-35%でリング・ギャップなどの詳細構造が確認され、質量降着段階の比較的早い時期から円盤内に顕著な構造が形成されていることが示された。一方、先行研究のeDiskプロジェクト[5]は、さらに若いClass 0/I段階の円盤を~7 auの高分解能で観測しているにもかかわらず、明瞭な詳細構造がほとんど検出されなかったことを報告している。両者のClass II円盤における検出率の差は、単純な角度分解能や感度の違いだけでは説明しきれず、観測対象の進化段階や円盤の

発達度合いの違いが関与している可能性がある。

そこで、本研究では、進化段階を連続的に表す指標としてボロメトリック温度 $T_{bol}$  (1.2節)を採用し、構造発達の指標として3.3節で測定したダスト円盤半径を用いる。本研究サンプルとeDiskサンプルを同じ基準で比較することで、詳細構造が検出されやすい条件を探る。なお、本研究のedge-on 天体については、スペクトルの傾きとボロメトリック温度に基づく分類差が本統計解析に及ぼす影響について、[20] で別途検討している。

図6は、ボロメトリック温度 $T_{bol}$ とダスト円盤半径の関係を示した散布図である。eDisk サンプルはへびつかい座分子雲を含む複数領域から選ばれた19天体で、 $T_{bol}$ と円盤半径には[28]の値を用いた。一方、本

研究サンプルの $T_{\text{bol}}$ は[30]に基づき、値が報告されていない2天体<sup>13</sup>を除く76天体について、本研究で求めたダスト円盤半径とともにプロットしている。図6から、eDiskサンプルは主に $T_{\text{bol}}$ の低い領域に分布するのに対し、へびつかい座サンプルは200 K以上の高温側に集中している。これは、eDiskがより若い降着初期段階を主に対象としているのに対し、本研究のサンプルは相対的に進化した降着後期段階以降の系を多く含むことを反映している。

さらに、詳細構造を持つ円盤(図6の赤・紫・黄色のマーカー)に注目すると、ISO-Oph 99 ( $T_{\text{bol}} = 99$  K)を除き、多くが $T_{\text{bol}} \geq 200\text{-}300$  Kかつダスト円盤半径 $\geq 30$  auの領域に分布している。本研究ではスパーモデリングによりeDiskと同程度の空間分解能を多数天体へ一様に適用できたため、このような傾向を統計的に示せた点が重要である。ただし解釈にあたっては、(i) 最大基線長の制約や半径推定の不確実性に加え、ダスト円盤半径 $\leq 15\text{-}20$  auのコンパクト円盤では詳細構造の検出が難しいこと[20]、(ii)  $T_{\text{bol}} = 100\text{-}300$  K付近のサンプルが十分でないこと、の2点に注意が必要である。したがって、現時点で示唆される $T_{\text{bol}}$ やダスト円盤半径の閾値は、今後サンプルが増えればより低い値へ更新される可能性がある。それらを考慮しても、両サンプルを合わせてみると、相対的に大きな円盤半径と高い $T_{\text{bol}}$ を持つ円盤ほど詳細構造が検出されやすいという傾向が明白である。

本研究では、詳細構造が検出され始める進化段階の目安として、ボロメトリック温度の閾値が $T_{\text{bol}} \sim 200\text{-}300$  Kであることが示唆された。この温度域は星形成後およそ20-40万年に相当する段階と考えられており[2]、星の周囲にダストや分子ガスがまだ豊富に存在する質量降着段階において、円盤内に顕著な詳細構造がすでに形成されている可能性が高い。さらに、これらの構造が惑星に起因するのであれば、惑星形成が従来の想定よりもはるかに若い段階から開始している可能性を示す手掛かりとなる。

## 4. 今後の展望

本研究によって、原始惑星系円盤の詳細構造が星

形成開始後、約20-40万年しか経過していない質量降着期に形成していることが明らかになった。今後は、以下に示す複数の観点から、円盤の詳細構造の形成と星・惑星形成プロセスをさらに深く理解する必要がある。

### 4.1 異なる星形成領域との比較

本研究はへびつかい座分子雲を対象としたが、近傍には他にも複数の星形成領域が存在し、分子雲の密度分布や星の空間的密集度合いなど環境条件が異なる。これらの領域へも同様の解析を行い、ボロメトリック温度とダスト円盤半径に基づく詳細構造の形成条件が普遍的に成り立つかを検証しなければならない。特に、星形成領域ごとに円盤サイズ分布が異なる可能性が報告されていることから、環境差を越えて同様の条件で構造が現れるかどうかは、詳細構造の形成に必要な時間スケールと円盤サイズに強い制約を与える。

### 4.2 詳細構造の形成機構の検討

詳細構造の形成機構としては、惑星-円盤相互作用に加え、光蒸発[31, 32]、重力不安定性[33, 34]、磁気回転不安定性[35]など複数の過程が提案されている。また、連星周囲の円盤では、理論研究により若い段階から非対称なリング構造を持ちうることが示唆されている[36]。本研究が示唆する「短い時間スケールでの構造形成」を説明できる機構を絞り込むため、観測で測定したギャップ幅や深さなどの量を、理論モデルの定量的予測と比較して検証する必要がある。例えば、得られた画像から測定したギャップの幅と深さを[37]で示された惑星-円盤相互作用モデルの関係式と比較することで、惑星が原因である場合の惑星質量を議論できる。

### 4.3 星への質量降着との関連性

本研究の結果から、円盤内の詳細構造は質量降着段階の早い時期から形成され得ることが示唆された。今後は、ダスト連続波で得たリング・ギャップなどの構造と、分子輝線で得られるアウトフローの力学構造、エンベロープからの供給の痕跡などを同一天体で対応付けることで、質量降着と詳細構造形成の関係を定量的に検証する必要がある。特に、Class I/FIS円

<sup>13</sup>両者の円盤では詳細構造が確認されていない。

盤に対して連続波と輝線観測を組み合わせた解析を行うことで、詳細構造が形成される物理過程と時間スケールに制約を与えられると期待される。

## 5. 結論

本研究では、へびつかい座分子雲内78天体のALMAアーカイブデータにスパースモデリングを用いた超解像解析法を適用し、CLEAN に比べて中央値で約3.8倍高い空間分解能を達成した。ダスト円盤半径は5-179 au(中央値27 au) に分布し、進化段階によらず類似した分布を示した。また、放射強度プロファイルに基づく分類により、全体の約30-40%の円盤で詳細構造が確認され、15天体で新たな詳細構造を初めて同定した。さらにeDiskサンプルとの比較から、 $T_{\text{bol}} \geq 200\text{-}300\text{ K}$ かつダスト円盤半径 $\geq 30\text{ au}$ の円盤で詳細構造が検出されやすい傾向が示唆され、星形成後約20-40万年の質量降着段階から詳細構造が形成され得ることが明らかになった。

## 謝辞

本稿の内容を改善するうえで有益なご指摘と助言を賜りました査読者に、深く感謝いたします。本研究はASIAA Summer Student Program 2023の一環として実施されたものであり、平野尚美氏および山口正行氏には、研究全般にわたり多大なるご指導を賜りました。また、本所属の指導教員である町田正博氏、ならびに共同研究者である武藤恭之氏、川邊良平氏、塚越崇氏からも多くのご助言とご支援をいただきました。ここに深く感謝申し上げます。さらに、学会賞選考委員の皆様にも厚く御礼申し上げます。本稿は日本学術振興会特別研究員(DC2) 奨励費(JP25KJ1947)の助成を受けて執筆しました。

## 参考文献

- [1] 塚本裕介, 2022, 日本惑星科学会誌遊星人 31, 6.
- [2] Evans, II, N. J. et al., 2009, ApJS 181, 321.
- [3] ALMA Partnership et al., 2015, ApJL 808, L3.
- [4] Andrews, S. M. et al., 2018, ApJL 869, L41.
- [5] Ohashi, N. et al., 2023, ApJ 951, 8.
- [6] Dong, R. et al., 2015, ApJ 809, 93.
- [7] Kanagawa, K. D. et al., 2016, PASJ 68, 43.
- [8] Johansen, A. et al., 2007, Nature 448, 1022.
- [9] Högbom, J. A., 1974, A&AS 15, 417.
- [10] Clark, B. G., 1980, A&A 89, 377.
- [11] Cornwell, T. J., 2008, IEEE Journal of Selected Topics in Signal Processing 2, 793.
- [12] Honma, M. et al., 2014, PASJ 66, 95.
- [13] Akiyama, K. et al., 2017, AJ 153, 159.
- [14] Kuramochi, K. et al., 2018, ApJ 858, 56.
- [15] Yamaguchi, M. et al., 2021, ApJ 923, 121.
- [16] Nakazato, T. and Ikeda, S., 2020, Astrophysics Source Code Library, record ascl:2006.002.
- [17] Jennings, J. et al., 2020, MNRAS 495, 3209.
- [18] Narayan, R. and Nityananda, R., 1986, ARA&A 24, 127.
- [19] Cárcamo, M. et al., 2018, Astronomy and Computing 22, 16.
- [20] Shoshi, A. et al., 2025, PASJ 77, 572.
- [21] Sheehan, P. D. and Eisner, J. A., 2017, ApJL 840, L12.
- [22] Sheehan, P. D. and Eisner, J. A., 2018, ApJ 857, 18.
- [23] Cieza, L. A. et al., 2019, MNRAS 482, 698.
- [24] Ansdell, M. et al., 2016, ApJ 828, 46.
- [25] Hendler, N. et al., 2020, ApJ 895, 126.
- [26] Yamaguchi, M. et al., 2024, PASJ 76, 437.
- [27] Tsukamoto, Y. et al., 2020, ApJ 896, 158.
- [28] Yen, H.-W. and Lee, Y.-N., 2024, ApJL 972, L27.
- [29] Cieza, L. A. et al., 2021, MNRAS 501, 2934.
- [30] Dunham, M. M. et al., 2015, ApJS 220, 11.
- [31] Hollenbach, D. et al., 1994, ApJ 428, 654.
- [32] Hardy, A. et al., 2015, A&A 583, A66.
- [33] Youdin, A. N., 2011, ApJ 731, 99.
- [34] Takahashi, S. Z. and Inutsuka, S.-i., 2016, AJ 152, 184.
- [35] Flock, M. et al., 2015, A&A 574, A68.
- [36] Matsumoto, T. et al., 2019, ApJ 871, 36.
- [37] Zhang, S. et al., 2018, ApJL 869, L47.

---

## 著者紹介

---

所司 歩夢



九州大学大学院理学府地球惑星科学専攻博士課程3年(2026年4月以降). 日本惑星科学会, 日本天文学会に所属.