

修士学位論文

ALMA/ASTE望遠鏡を用いたデブリ円盤からの
ガス・ダスト放射に対する観測研究

2017年度
(平成29年度)

茨城大学大学院理工学研究科

理学専攻
16NM154G
佐藤 愛樹

論文要旨

デブリ円盤とは主系列星に付随する光学的に薄いダスト円盤のことで、典型的には年齢が 10^7 年以降のものを指す。デブリ円盤は原始惑星系円盤と円熟した惑星系の間の進化段階に位置すると考えられており、惑星形成過程後期段階を探る上で非常に重要なターゲットである。これまではダストのみで構成され则认为られてきたデブリ円盤だが、近年の電波望遠鏡の発達によりガスが付随する例も発見されるようになってきた。さらに ALMA が登場して以降、その高分解能な観測により、ガスやダストの分布や回転速度などの詳細な情報が得られるようになってきた。このような装置の進歩に伴いデブリ円盤に関する研究は進歩してきたが、原始惑星系円盤からデブリ円盤を経て円熟した惑星系に至るまで、ガスやダストがどのように進化していくのか、どのくらいの時間スケールで進化していくのかということは未だに良くわかっていない。そこで私は、デブリ円盤の進化過程の解明を目的として研究を行った。

目的達成のため、まずはデブリ円盤のダストやガスのサンプルを集め統計的議論を行う必要があると考えた。そこでデブリ円盤の観測データが多数存在している ALMA アーカイブデータに着目した。アーカイブにはデブリ円盤として観測されていた天体が全部で 63 天体 (年齢 $10 - 10^4 \text{ Myr}$) 存在し、分子輝線 (CO ガス) が検出されていた天体は 10 天体、ダスト連続波のみが検出されていた天体は 21 天体であった。そこで CO 検出 10 天体、ダスト検出 21 天体を生データから解析しイメージを作成、いくつかの仮定のもとそれぞれの質量を導出した。それら質量に加えて、ダストやガスが非検出であった天体に関しても求めた質量上限値、原始惑星系円盤でのダスト・ガス質量と年齢に関する相関を調べた。その結果、ダスト質量においては年齢の増加に伴い減少していくという先行研究と同様の傾向が得られたが、ガス質量においては明確な傾向は得られなかった。残されている問題点として、1. 特にガス質量の 10^2 Myr 以降のサンプルが足りず本来あるかもしれない傾向を見逃している可能性がある、2. 仮定で用いた $\text{CO}/\text{H}_2 \sim 10^{-4}$ という存在比がデブリ円盤で使用できるか不明である、以上二点が挙げられる。

そこで、デブリ円盤における H_2 の定量をし、2 の問題を解決するために、星間空間での CO 化学反応の流れに着目した。化学反応の流れを見ると CO が C に光解離された後、再生成するためには H_2 が重要な役割を担っている。そこで、デブリ円盤における C/CO 比から、間接的に H_2 分子量を推定する可能性を考えた。デブリ円盤における [CI] は未だに観測例がなかったが、ASTE 望遠鏡を用いて観測を実施した結果、[CI] 輝線放射を検出することに成功した。これは、デブリ円盤からは初めての [CI] 検出例となった。さらに、同時観測した CO よりも [CI] のほうが多く存在していることも明らかになった。これらの結果から、デブリ円盤における H_2 は星間空間よりも少なく存在している可能性を得ることができた。

Abstract

Debris disks are optically thin circumstellar dust components around main-sequence stars. It stands between gas-rich protoplanetary disks and mature planetary system, and their investigation sheds light on the late stages of planet formation. But it is not clear how protoplanetary disks reach the dust and gas poor phase, and how long gas of debris disks disperses.

To understand them, it is necessary to do statistical study based on a broad sample of debris disks. I analyzed ALMA archive data of observed gas of debris disks and examined age dependency of detection rate. Data for 63 objects in the archive were analyzed. Among them, 10 objects were detected in CO, while 21 objects were detected only in dust continuum. I derived masses of CO and dust.

Also, I observed [CI] using ASTE toward two debris disks in which CO had already been detected. [CI] emission in two debris disks were detected. Based on these observations, I discuss the possibility that H_2 molecules in a debris disk are less abundant than the interstellar.

目次

第 1 章 研究背景	3
1.1 惑星系の形成過程	3
1.1.1 分子雲から惑星系になるまで	3
1.1.2 原始星から前主系列星の SED による進化分類	4
1.2 デブリ円盤	5
1.2.1 デブリ円盤のダストと ALMA 望遠鏡による研究の発達	6
1.2.2 デブリ円盤のガスと ALMA 望遠鏡による研究の発達	7
1.2.3 これまでのデブリ円盤研究の問題点と本研究目的	8
第 2 章 ALMA アーカイブデータを用いたデブリ円盤の解析	9
2.1 解析	9
2.1.1 解析天体セクション	9
2.1.2 アーカイブデータの再解析	10
2.2 結果	12
2.2.1 ダスト連続波検出天体	12
2.2.2 CO 輝線検出天体	15
2.3 考察	22
2.3.1 物理量の算出	22
2.3.2 質量と年齢との相関	26
2.4 第 2 章まとめ	28
第 3 章 ASTE 望遠鏡を用いたデブリ円盤 2 天体に対する $[\text{CI}](^3P_1 - ^3P_0)$ 観測	30
3.1 $[\text{CI}]$ 観測の背景	30
3.2 観測	31
3.2.1 観測天体	31
3.2.2 観測装置	31
3.2.3 観測概要	32
3.3 Newstar による解析	33
3.3.1 一般的な解析手順	33
3.3.2 本観測の解析手順	33
3.4 結果	35
3.4.1 得られたスペクトル	35
3.5 考察	37
3.5.1 物理量の算出	37
3.5.2 高い C/CO 比の理由	37
3.5.3 $[\text{CI}]$ 観測から第 2 章へのフィードバック	38

第 4 章 まとめ	39
謝辞	40
参考文献	41
付 録 A ALMA アーカイブから選出された天体	43

第1章 研究背景

1.1 惑星系の形成過程

核融合により自ら光り輝く天体を恒星といい、その周囲を公転する天体を惑星という。恒星を中心にその周りの惑星などの天体の集まりを惑星系と呼ぶ。恒星は宇宙空間に存在するガスが重力収縮することにより形成されると考えられている。ここでは、惑星系がどのように形成されるのかを説明する。

1.1.1 分子雲から惑星系になるまで

図 1.1 に、惑星系形成過程の概略を示す。

星間雲の中で数密度が高く ($n[\text{H}_2] : 10^2\text{-}10^3\text{cm}^{-3}$)、水素 H が解離せず、水素分子 H_2 として存在している領域を分子雲と呼ぶ。

分子雲は分子雲クランプと呼ばれる分子雲より比較的高い密度のフィラメント状の構造を多数含み、そのクランプの中でさらにガスの密度が高い領域に分子雲コア ($n[\text{H}_2] : 10^4\text{-}10^5\text{cm}^{-3}$) ができる。

分子雲コアが重力的に不安定となり、数万年程度の短い時間で恒星の元となる原始星が作られる。原始星の周りにはガスやダスト（固体微粒子）で構成される降着円盤が分布し、その円盤を通して原始星への質量降着が起こる。この段階では原始星は降り積もるガスによって中心星が隠されている。恒星も惑星も同一の分子雲コアから形成される。惑星の元となる円盤と恒星の組成は分子雲コアが乱流状態にあるため均一化され、どちらも水素、ヘリウムを主成分としたガスと少量の重元素を主成分に持つダストで組成されている。惑星はこのダストを材料として形成される。

さらに進化が進み、中心星が見えるようになるとその段階を前主系列星と呼ぶ。星周円盤についても進化が進み、降着段階をほぼ終えた円盤を受動的円盤と呼ぶ。また、降着円盤と受動的円盤を合わせて、惑星系の前駆体である原始惑星系円盤と呼ぶ。前主系列星段階の中で、質量の比較的小さい星を T タウリ型星、中質量星で表面温度が高くバルマー輝線が現れる星を Herbig Ae/Be 星と呼ぶ。前主系列星段階では質量は一定のまま半径が収縮していく。

前主系列星の温度が高くなり、恒星中心部の温度が 10^7K に達すると、水素の核融合が始まる。この段階の恒星を主系列星と呼ぶ。また原始惑星系円盤内では、それぞれが衝突合体を繰り返すことによりダストから微惑星、微惑星から惑星が形成される。[43][44]

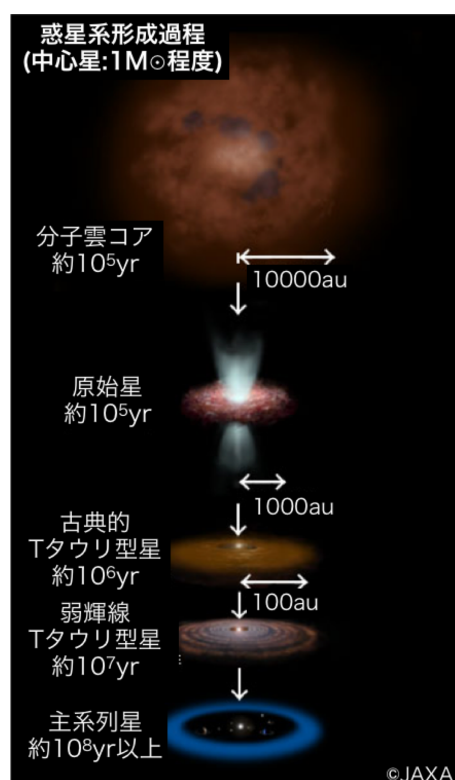


図 1.1: 中心星が $1M_{\odot}$ (太陽質量) 程度の惑星系形成過程とその時間スケール

1.1.2 原始星から前主系列星の SED による進化分類

原始星から前主系列星の間の進化段階にある若い天体を総称して YSO(Young Stellar Object) と呼ぶ。YSO はエネルギースペクトルの分布 (Spectral Energy Distribution : SED) により Class0-ClassIII に分類される。SED は中心星の放射と星周構造からの放射の 2 つが寄与することによりその姿を変える。各 Class は波長 $2.2\mu\text{m}$ から $25\mu\text{m}$ の赤外線域の SED の傾きを表す指標 α を用いて定義される。以下に α の定義式と各クラスの特徴を述べる。[44][46]

$$\alpha = \log(\lambda F_\lambda) / \log \lambda \quad (1.1)$$

Class0 : 自身の自己重力エネルギーの解放をエネルギー源として放出することで光っている。低温で濃いダスト・エンベロープに取り囲まれているため、サブミリ波からミリ波以上の長波長でのみ検出される。この段階では原始星への質量降着が進み、その際に原始星へと持ち込まれる角運動量を持ち去るように双極分子流が回転軸に沿って発生している。

ClassI : $\alpha > 0$ で、ガスやダストで構成される原始星円盤の存在により SED が長波長側に向かって増加している原始星段階に当たる。観測波長としては、星周物質の量が大きく中心の減光が大きいため減光の少ないサブミリ波や、ダスト柱密度がやや低下しているため遠赤外線まで放射が確認できる。

ClassII : SED のピークは波長 $1 - 2\mu\text{m}$ の近赤外線に来る。 $2 - 10\mu\text{m}$ では SED は平坦、あるいは右肩下がりである。星自体の黒体放射に対して原始惑星系円盤による明らかな赤外線放射が見られる。この段階の中心星は T タウリ型星と呼ばれる前主系列星である。

ClassIII : 原始惑星系円盤が徐々に散逸していくことにより、 $2 - 10\mu\text{m}$ の SED は右肩下がり $\alpha < -2$ になる。可視光から赤外線の間では、恒星の表面温度の黒体放射曲線で近似される。

図 1.2 に Class0-ClassIII の概略図を示す。

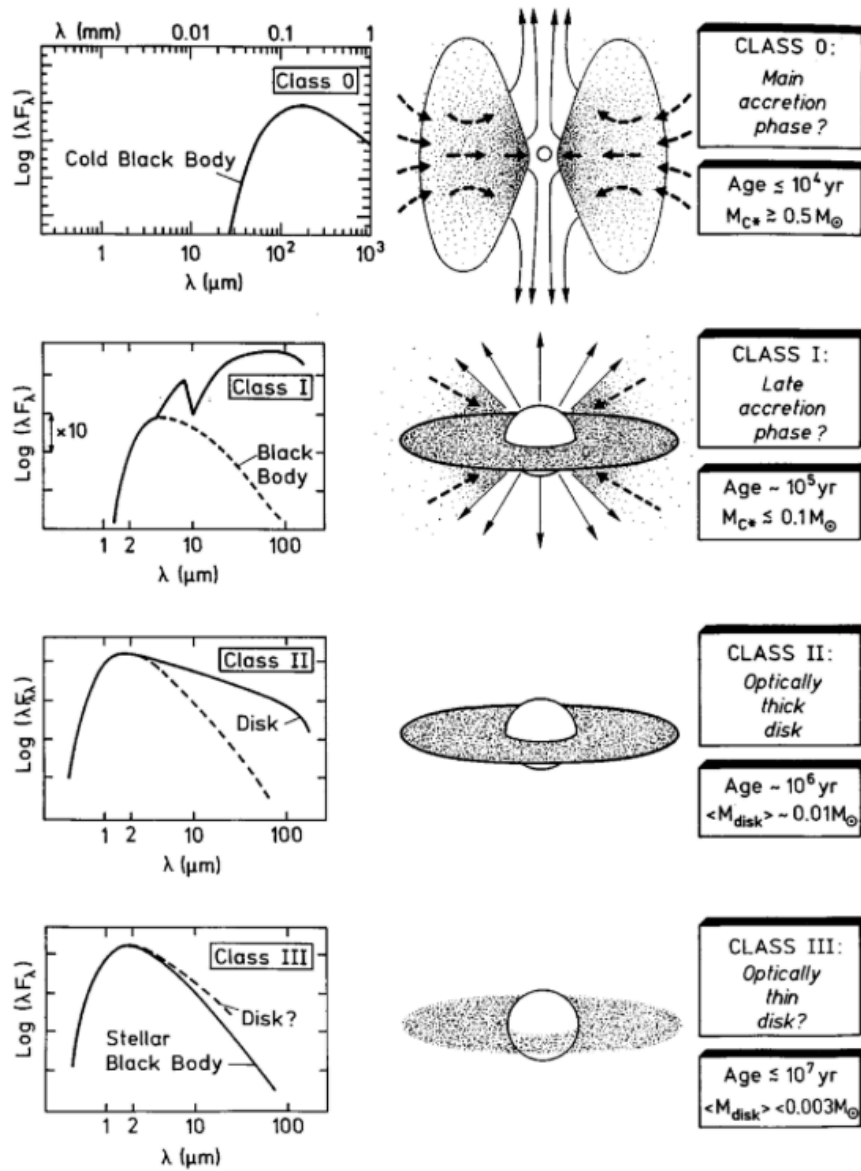


図 1.2: 赤外線エネルギー分布 (スロープ) による YSO の進化分類 (Bachiller 1996)

1.2 デブリ円盤

主系列星の周囲に光学的に薄いダスト円盤が付随する場合があります、これをデブリ円盤と呼ぶ。典型的には中心星年齢が 10^7 yr 以降の天体に付随しており、原始惑星系円盤と円熟した惑星系の間の進化段階であると考えられているため、惑星形成過程の後期段階を探る上で重要なターゲットとなっている。長らくダストのみで構成されると考えられていたデブリ円盤だが、近年の電波望遠鏡の発達及び ALMA 望遠鏡の登場によりガスが付随する例も発見されるようになってきた。

デブリ円盤は Aumann et al.(1984) によって初めて報告された。1983 年に赤外線天文衛星 IRAS が全天サーベイを行い、こと座の α 星 (Vega) を観測した際に、Vega 自身の黒体放射で近似される

放射よりも過剰な成分が見られたことからデブリ円盤の初検出に至った [46]。その後もスピッツァー衛星に基づき、デブリ円盤の付随率 (Bryden et al. 2006; Su et al. 2006) やデブリ円盤が散逸する時間スケールが年齢と赤外超過の相関から推定されている (Rieke et al. 2005; Su et al. 2006; Siegler et al. 2007)。また、あかり衛星の全天サーベイにより新たなデブリ円盤の探査 (Ishihara et al. 2017) が行われている。一方、CO ガスの初検出は 49Ceti で Zuckerman et al.(1995) によって報告されている。

1.2.1 デブリ円盤のダストと ALMA 望遠鏡による研究の発達

デブリ円盤のダストは主に可視光における散乱光の観測や、中心星からの輻射により温められた赤外線におけるダスト熱放射によって観測されてきた。49Ceti というデブリ円盤の SED の赤外超過 (Roberge et al. 2013) を図 1.3 に示す。

このように主に光・赤外線で観測されてきたデブリ円盤のダスト成分について、ALMA 望遠鏡が登場して以降、さらに多くの情報が得られつつある。例として、図 1.3 に、49Ceti の ALMA 観測によるダスト連続波のイメージを示す。ALMA 以前の観測では SED しか得られていなかったが、ALMA の観測によりダストの分布まで明らかになった。さらに、ダストが軸対象に分布しているのではなく、非軸対象性がみられることは ALMA の高分解能観測により初めて明らかにされた。

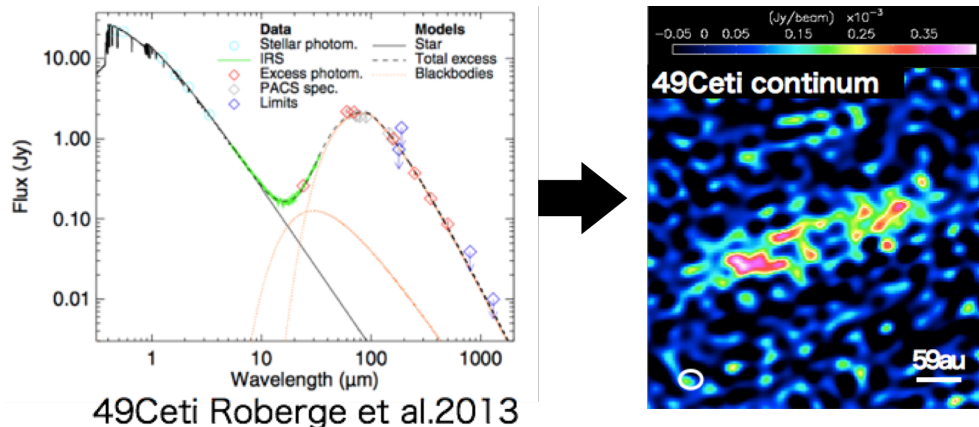


図 1.3: (左)Roberge et al.(2013) での 49Ceti の SED。左の黒線プロットによって示された中心星の黒体放射による SED に対し、赤外線域で超過成分 (点線) が見られ、星周円盤の存在が確認される。(右)ALMA で得られた 49Ceti の中心周波数 350GHz のダスト連続波のイメージ。左下の楕円は観測の分解能を表しており、右下の棒は 1" のスケール (59au に相当) を表す。

デブリ円盤のダストの起源については、(1) 原始惑星系円盤時代に存在したダストがデブリ円盤に至るまで残存しているもの、(2) 微惑星などの小天体同士の激しい衝突の中で供給されたもの、という 2 説が主に唱えられてきたが、どちらが正しいか未だに決着していない。

さらに、Ishihara et al.(2017) において、AKARI 赤外線天文衛星によるデブリ円盤のダスト連続波の観測により、シリケートフィーチャーを持つデブリ円盤が幾つか発見された。これは μm サイズのダストの存在を示唆する結果であり、デブリ円盤ではありえないと考えられていた描像である。なぜなら、このように小さいダストは中心星からの輻射圧により短いタイムスケールで飛ばさ

れてしまうためである。 μm サイズのダストを円盤内に保持するために提唱されているプロセスとして、円盤内にガスが存在しダストの吹き飛ばしを妨げている可能性が考えられている。

電波域の観測によるダスト進化の時間スケールについては、Wyatt (2008) により、James Clerk Maxwell Telescope(JCMT) での観測結果が報告されている (図 2.16)。これによると、ダスト質量は年齢に従い減少する傾向が見られる。

1.2.2 デブリ円盤のガスと ALMA 望遠鏡による研究の発達

近年の電波望遠鏡の性能向上により、ダストのみで構成されと考えられてきたデブリ円盤からガスが検出された。図 1.4 に Dent et al.(2005) において JCMT で観測された 49Ceti に付随するデブリ円盤の CO(3-2) のスペクトルを示す。スペクトルの形状はダブルピークを示しており、これはケプラー回転円盤から予想されるスペクトルである。ALMA 以前の電波観測では空間分解能が足りず、このようなスペクトルしか得ることはできていなかった。

しかしながら近年、ALMA 望遠鏡の登場により多くのデブリ円盤内のガス成分の検出例相次ぐとともに、高い空間分解能を生かしてその詳細な空間分布までもが明らかにされつつある。図 1.4 に 49Ceti の ALMA 観測による CO(3-2) の、視線速度で強度を積分した図 (積分強度図) を示す。CO ガスが中心星に対して対称に滑らかな分布をしていることがわかる。

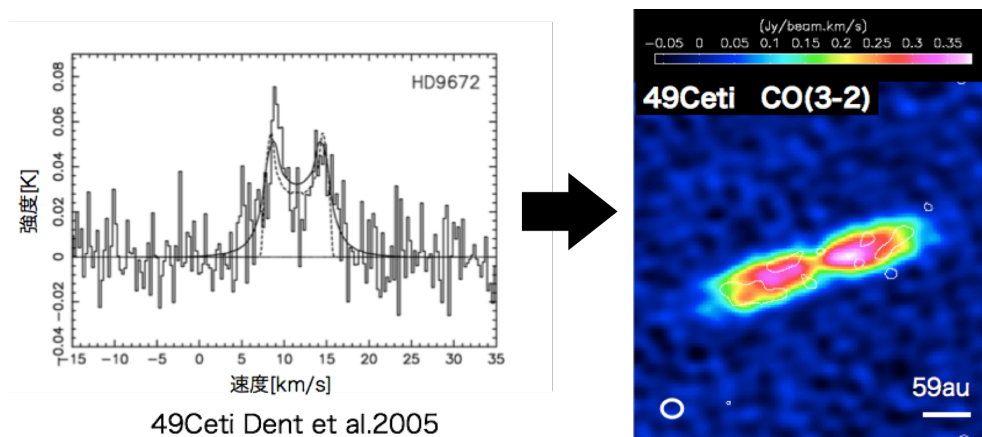


図 1.4: (左)Dent et al.(2005) での 49Ceti の CO(3-2) のスペクトル。ダブルピーク形状を見ることができる。(右)ALMA で得られた CO(3-2)(345.796GHz) のイメージ。左下の楕円は観測の分解能を表しており、右下の棒は 1" のスケールで、59au に相当する。

デブリ円盤のガスの起源についても未解明であり、(1) 原始惑星系円盤時代に存在したガスがデブリ円盤に至るまで残存しているもの、(2) 微惑星などの小天体同士の衝突により、ダスト中に存在していたガスが昇華したもの、という 2 説が主に唱えられている。

ガス散逸の時間スケールについては、ALMA が登場して以降ようやく観測例が増えてきたということもあり、ほとんどわかっていなかった。

1.2.3 これまでのデブリ円盤研究の問題点と本研究目的

デブリ円盤は惑星形成過程を探る上で非常に重要なターゲットである。これまで述べた通り、近年の観測装置の発達によりダストのみで構成され则认为られてきたデブリ円盤からガス成分が検出され、さらに ALMA 望遠鏡の高分解能な観測によりダストやガスの分布が明らかになるなどデブリ円盤に関する研究は進歩してきた。

円盤内に含まれるダストの進化はこれまで比較的研究されてきたが (Wyatt 2008)、ALMA 望遠鏡の高感度な観測を生かしたダスト進化の研究はあまりなされてこなかった。さらに、ガスの進化についてはその時間スケールも含めてこれまでの研究においても未解明であった。

そこで本研究では、デブリ円盤の進化過程の解明を目的とした。原始惑星系円盤からデブリ円盤を経て円熟した惑星系に至るまでに、円盤内に含まれるダストやガスがどのように進化していくのか、またどのくらいの時間スケールで進化していくのかを探った。

そのためにまず、第 2 章では、ALMA アーカイブデータを調査することで検出例を増やし、イメージを作成、ガスの詳細な空間分布を明らかにした。さらに、統計的議論を行いガスの散逸時間スケールを調べた。ダストにおいては、ALMA による高感度のデータを用いることで、Wyatt (2008) の結果より円盤質量の小さい範囲まで進化を追うことができるため、これまでになく低質量の範囲に拡大してその進化を探ることにした。

第 3 章では、第 2 章で現れたガス質量を導出する際の問題点を踏まえ、デブリ円盤に対し [CI] 観測を実施し、問題点の突破口を探った。

第2章 ALMA アーカイブデータを用いたデブリ円盤の解析

2.1 解析

本研究の目的を達成するために、まずデブリ円盤のサンプルを集め統計的議論を行う必要がある。そこで本研究ではデブリ円盤の観測データが多数存在している ALMA アーカイブデータに着目した。観測プロジェクトを横断的に探索し、可能な限り多くのデブリ円盤のダスト・ガスのサンプルを集めた。

2.1.1 解析天体セレクション

第1章で述べた通り、デブリ円盤は典型的に 10Myr 以降の天体である。恒星の進化速度はその質量によって大きく異なり、大質量の星ほど早く進化する。そのため、スペクトルタイプによっては 10Myr 以前でも既にデブリ円盤と呼べる進化段階にある天体も存在するかもしれないが、本研究では 10Myr 以降の天体に限ってデブリ円盤であると定義して選定を行い、対応するアーカイブデータを選出した。

その結果 63 天体を選出され、それらの年齢は $10 - 10^4\text{Myr}$ であった。このうち、ダスト連続波が観測されていた天体は 63 天体、分子輝線が観測されていた天体は 62 天体であった。

アーカイブには、ビジビリティ生データの他、簡単な解析処理によって得られたイメージの fits ファイルがある。このイメージデータを用いて選出された天体のダスト・ガスの検出の有無を判断した。ダスト連続波のみが検出された天体は 21 天体、ダスト連続波と分子輝線がともに検出された天体は 10 天体 (そのうち CO(3-2) が 2 天体、CO(2-1) が 8 天体) であった。アーカイブ上に fits ファイルがあり、それをもとに非検出と判断されたのはダストは 23 天体、ガスは 28 天体であった。すなわち、ダスト連続波の検出率は $31/54=57\%$ 、分子輝線の検出率は $10/38=36\%$ であった。

これらの手順で選出した 63 天体一覧は Appendix に示した。天体までの距離や年齢の情報はそれぞれの Reference 欄にある文献を参考にした。

ダスト連続波のみが検出された天体には A 型星から M 型星まで様々なスペクトルタイプが含まれていたのに対し、分子ガスが検出された天体はすべて A 型星の天体であった。選出・検出した天体のスペクトルタイプの個数分布を以下の表 3.1 に示す。

表 2.1: 選出天体のスペクトルタイプ一覧 [個数]

	B	A	F	G	K	M
選出した天体	2	25	23	10	1	2
連続波のみ検出天体	0	5	10	5	0	1
連続波と分子輝線検出天体	0	10	0	0	0	0

2.1.2 アーカイブデータの再解析

ダストやガスが検出されていた天体については、ビジビリティ生データを ALMA アーカイブ (<https://almascience.nrao.edu/alma-data/archive>) からダウンロードし、解析ソフトである CASA を用いてイメージングを行った。アーカイブ上のデータは簡単な解析しか行われておらず、再解析をすることで S/N が良くなる可能性があるためである。非検出天体については生データから解析することはせず、既存の fits ファイルを用いてノイズや観測周波数などの情報を得た。

干渉計で出力されるビジビリティは天体の輝度分布のフーリエ成分であり、これらフーリエ成分を逆フーリエ変換することによって天体の輝度分布が得られる。逆フーリエ変換をする際には、重みをつけることにより感度を優先するか空間分解能を優先するかを任意に設定できる。データに均一に重みをつけることで分解能は低い輝度感度を最大にするものを Natural Weight、一方で、UV グリッド上で標本がある点の重みを一様にすることで分解能は高い輝度感度が低下するものを Uniform Weight という。この二つを織り交ぜ、UV グリッド上で標本密度の高い領域では Uniform、低い領域では Natural に重みをつけるものを Briggs Weight と呼ぶ。今回はほとんどの天体で Briggs を採用しているが、S/N が悪かった HR8799 と Eta Corvi の 2 天体に対しては Natural を採用し、重みをつけている。

干渉計観測で得られる電波像 (dirty image) は、真の輝度分布 (図 2.1 左上) に合成ビーム (図 2.1 左下) が畳み込まれている (convolution)。dirty image から合成ビームの影響を取り除いて真の輝度分布を推定するためには deconvolution という操作が必要である。ここでは、電波干渉計の deconvolution で最もよく用いられている CLEAN という手法を用いて deconvolution を行った。図 2.1 に CLEAN の概略を示す。CLEAN では、まず図 2.1 の右上のような dirty image の中から輝度のピークを見つけ、そこに δ 関数の CLEAN component を置く。CLEAN component に応答するビジビリティ値を、観測されたビジビリティから差し引き、残さビジビリティを計算する。残差マップの中からさらに輝度ピークを探し、差し引くことを繰り返す。そうして集めた CLEAN component に、CLEAN beam (Gaussian) などを畳み込み、残差を加えて CLEAN image (図 2.1 右下) を作成する [47]。

ダストやガスが検出された天体に対し上のような作業を行い作成された fits ファイルから、第 3 章に示すような視線速度を強度で積分している積分強度図、各点における速度を表す平均視線速度図を作成し、強度やノイズレベルなどの情報を調べた。

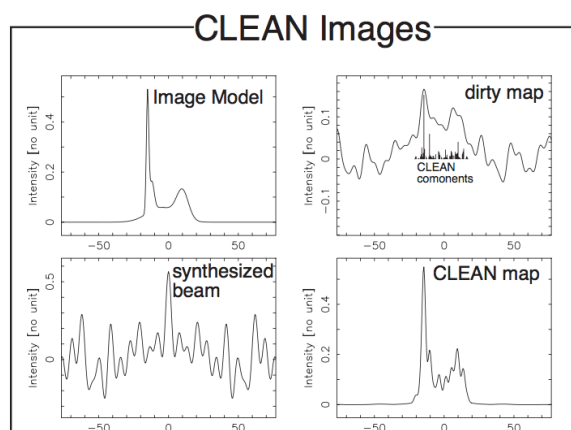


图 2.1: CLEAN 概略图 [47]

2.2 結果

2.2.1 ダスト連続波検出天体

ダスト連続波が検出された 31 天体について得られたイメージを、年齢が若い順に図 2.2–2.4 に示す。カラースケールは強度 [Jy/beam] を示している。また、放射のない領域における root mean square(rms) を 1σ ノイズレベルとして定義し、 3σ ごとにコントラストを引いた。右上は中心周波数、左下の楕円は観測の分解能を示し、右下の線は $1''$ 、及びその天体距離における実スケールを示した。

空間分解能が悪く構造があまり分解できていない天体もあったが、明瞭なリング状分布を示す天体 (HR4796a、HIP95270、Fomalhaut)、非軸対称分布を示す天体 (49Ceti、HIP490、HR8799、HD107146、Eta Corvi) など、多様な分布が見られた。

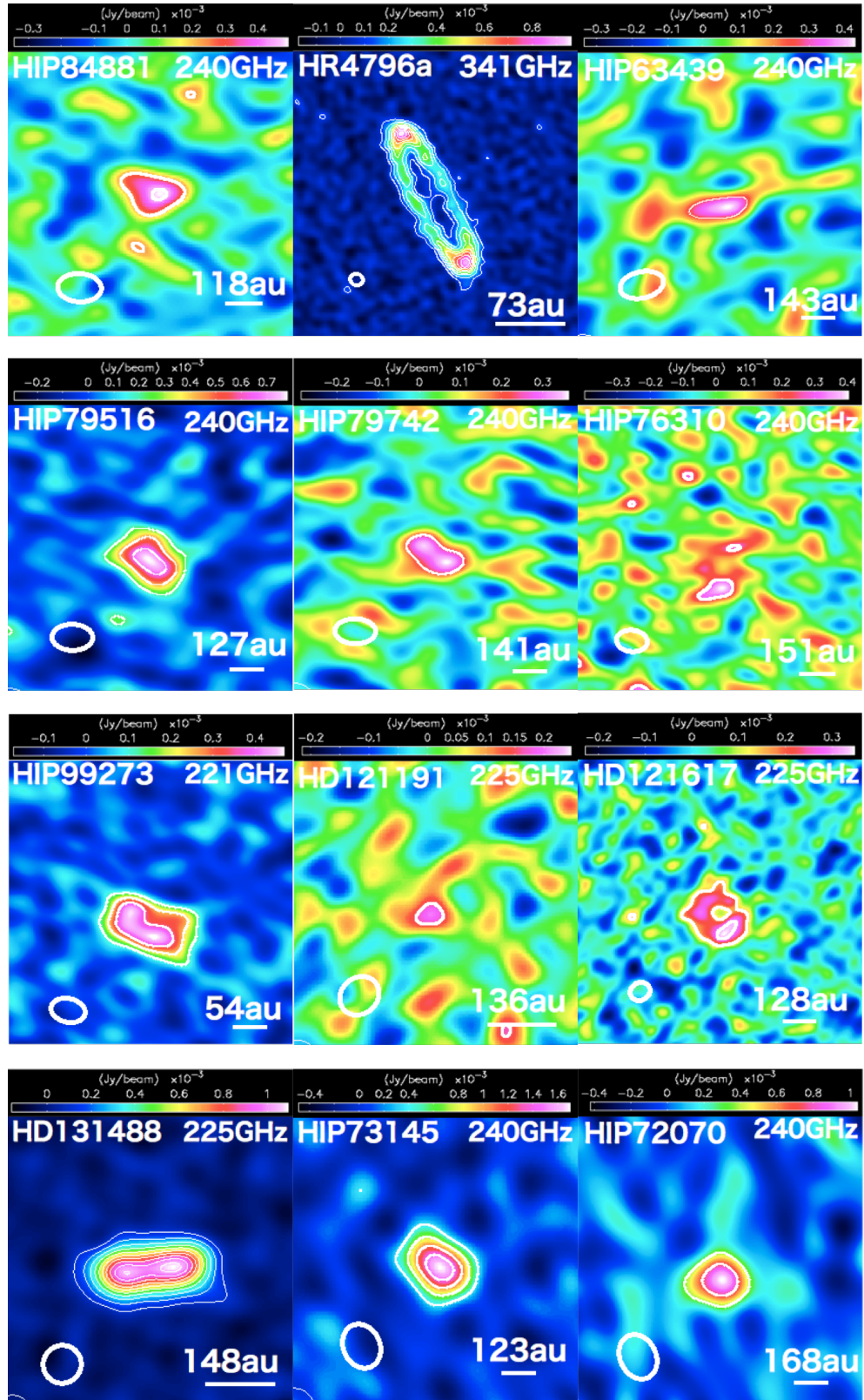


図 2.2: 年齢が 10 – 16Myr の 12 天体。強度は $10^{-4} - 10^{-2}$ [Jy] 程度で、天体の広がり典型的には 100au 程度である。比較的遠方の天体が多く、S/N が低い天体が多い

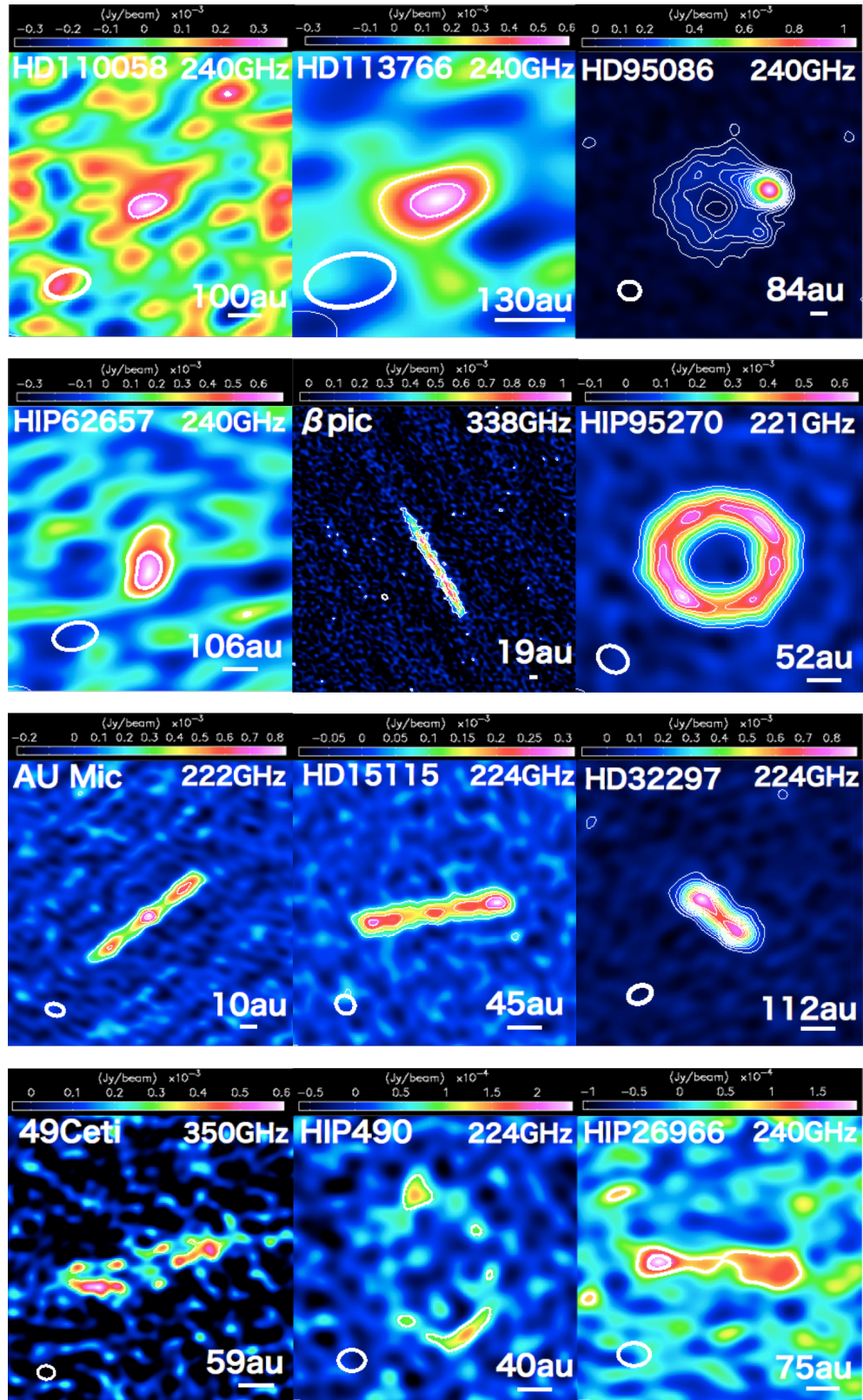


図 2.3: 年齢が 17 – 30Myr の 12 天体。強度は $10^{-5} - 10^{-4}$ [Jy] 程度で、天体の広がりは一典型的には 100au 程度である。

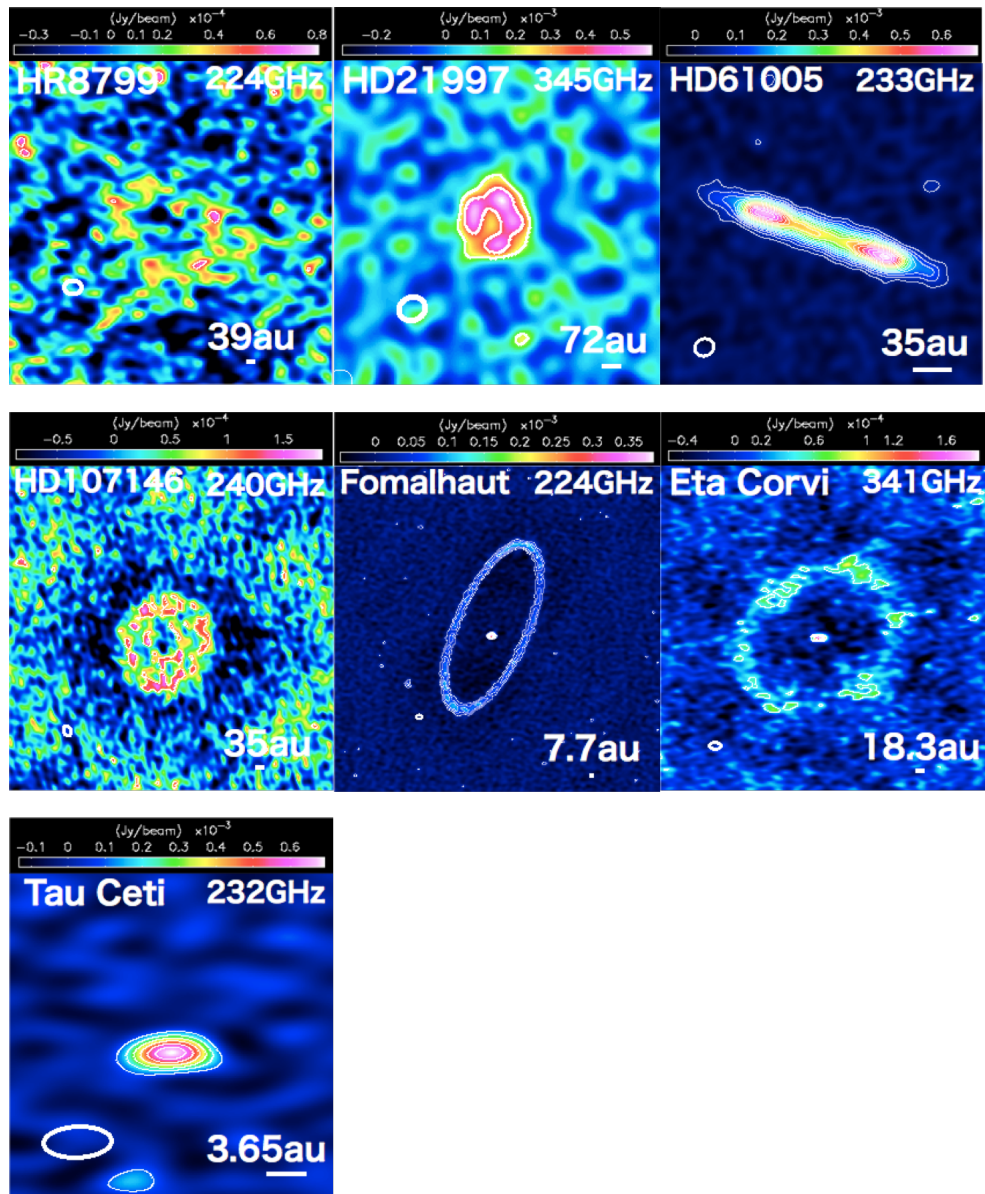


図 2.4: 年齢が 30 – 5800Myr の 7 天体。強度は $10^{-6} - 10^{-5}$ [Jy] 程度で、天体の広がり TauCeti だけが非常に小さいが他の 6 天体は典型的に 100au 程度である。

2.2.2 CO 輝線検出天体

ダスト連続波とともに CO ガスが検出された 10 天体について、得られた CO のイメージを年齢が若い順に図 2.5–2.14 に示す。左図は積分強度図、右図は平均視線速度図である。平均視線速度図において、青色は中心星が持つ速度に対して地球に近づく向き、赤色は遠ざかる向きの速度を持つことをそれぞれ表す。すべての天体が示す速度場は中心星周囲の回転運動で良く解釈できる。ガスとダストの放射分布を比較するため、ダスト連続波の分布を 3σ ほどのコントラストで重ね

て示した。左下の楕円は観測の分解能を示し、右下の線は $1''$ 、及びその天体距離における実スケールを示した。

下図は円盤全体で平均化した CO のスペクトルも示した。縦軸は強度 [mJy/beam] で横軸は LSR(局所静止座標系) で測った視線速度 [km/s] である。10 天体全てのスペクトルは、ケプラー回転をしている円盤から期待されるスペクトルであるダブルピークを持つことが明らかになった。

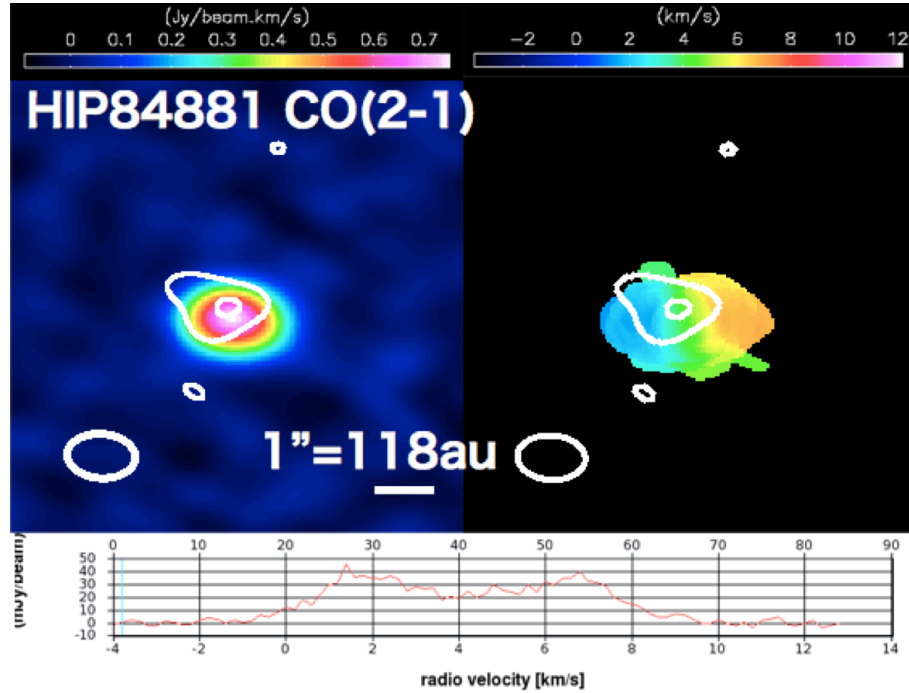


図 2.5: HIP84881 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。rms は 8.1×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は $-0.6 \sim 9$ [km/s]、積分強度は 2.4×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

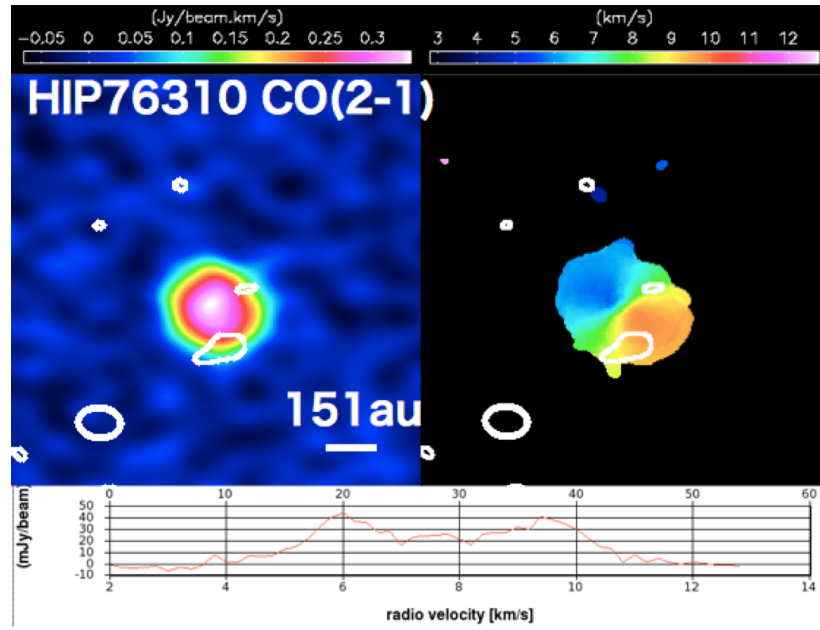


図 2.6: HIP76310 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 9.5×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は 3.8~11.2 [km/s]、積分強度は 1.7×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスは円盤全域に分布しているのに対し、ダストは局所的に分布していることがわかる。

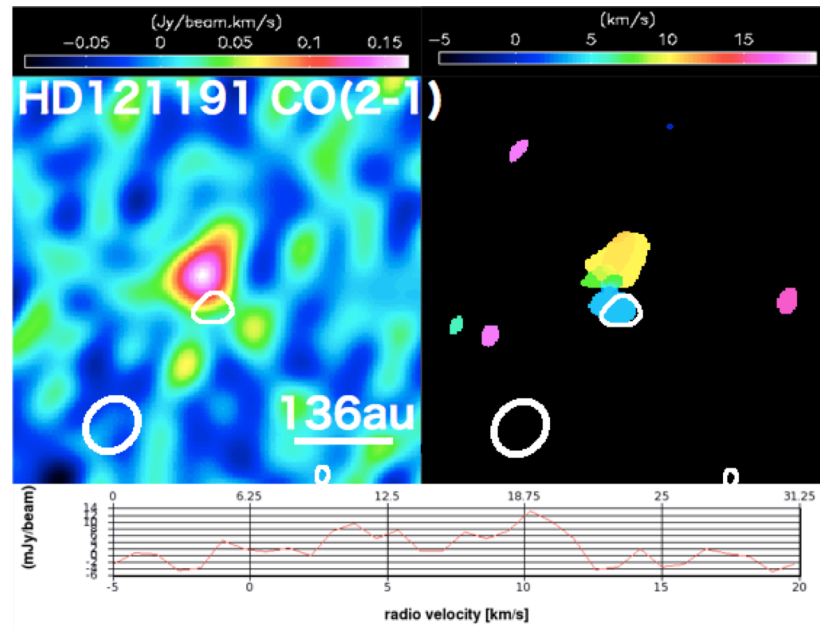


図 2.7: HD121191 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 6.2×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は 2.2~11.8 [km/s]、積分強度は 6.8×10^{-2} [Jy/beam km/s]。S/N は悪いがガスとダストの分布は一致しておらず、ダストは遠ざかる速度をもつ領域に分布していることがわかる。

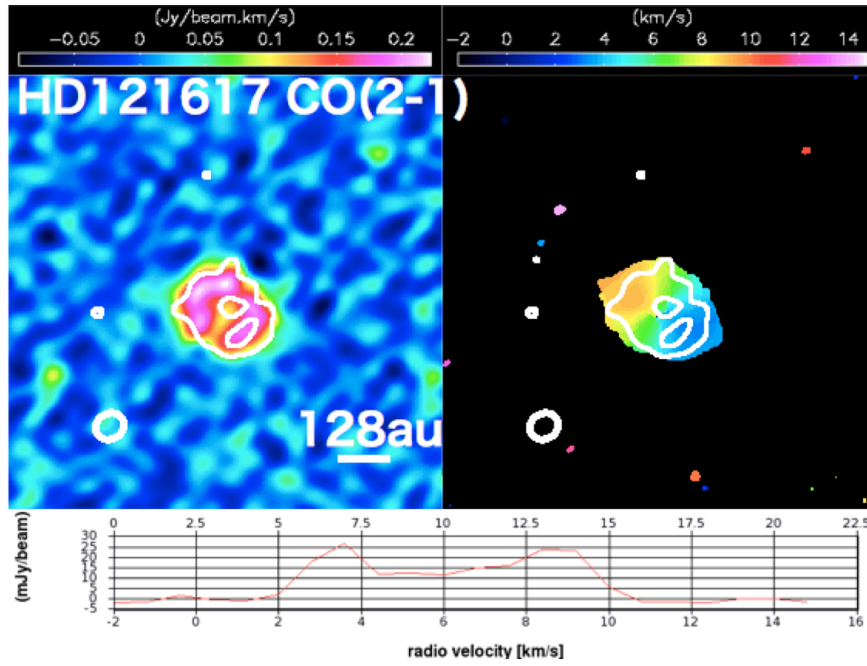


図 2.8: HD121617 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均速視線度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 6.2×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は 1.2~10.8 [km/s]、積分強度は 1.4×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

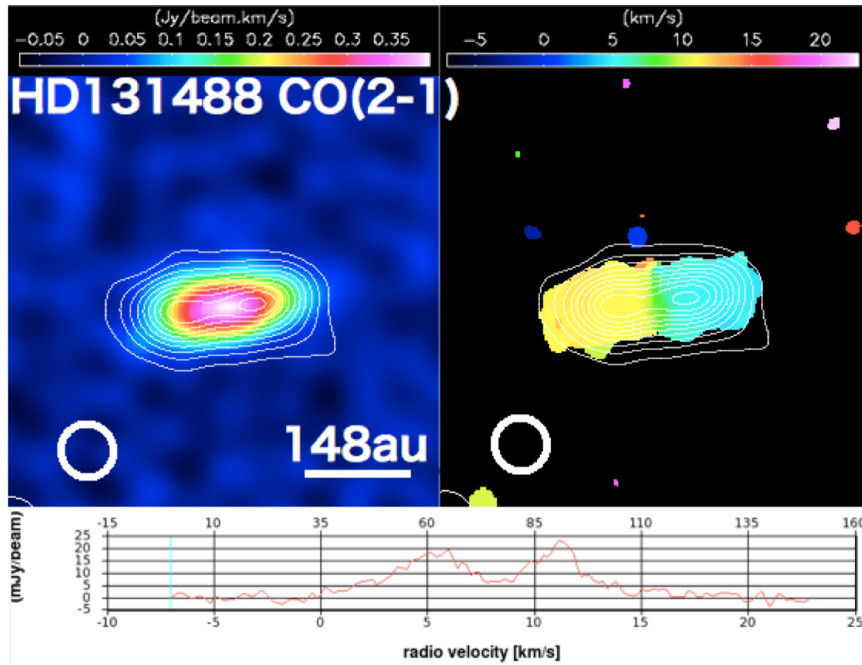


図 2.9: HD131488 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 5.6×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は 1.2~14.4 [km/s]、積分強度は 1.6×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

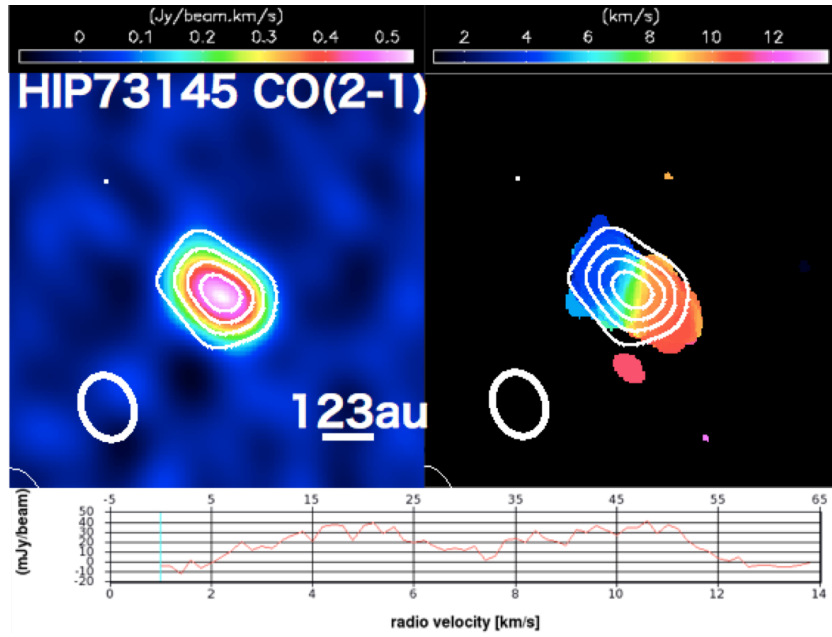


図 2.10: HIP73145 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 1.3×10^{-2} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は 2~12[km/s]、積分強度は 2.4×10^{-1} [Jy/beam
km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

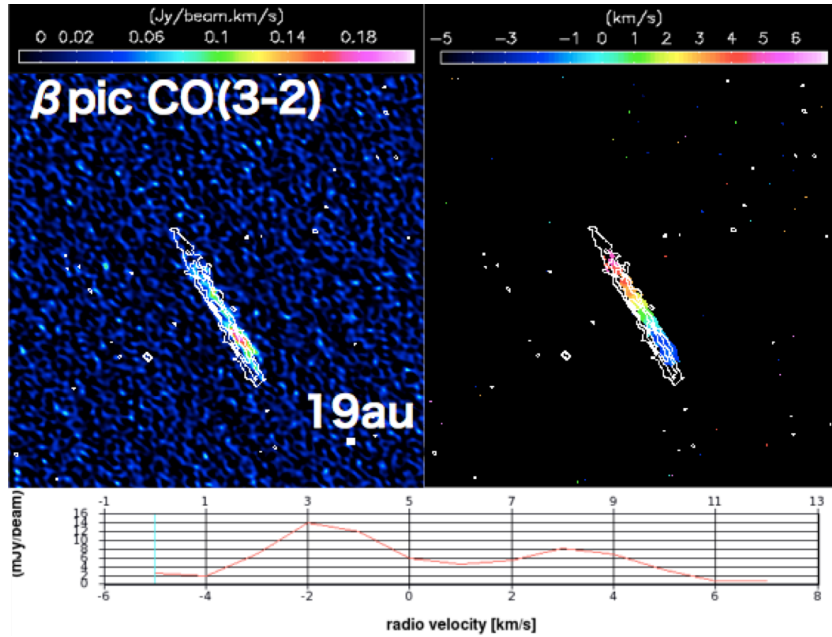


図 2.11: β pic の CO(3-2) 輝線の積分強度図 (左) と平均速度場図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 5.5×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は -5~6[km/s]、積分強度は 7.5×10^{-2} [Jy/beam
km/s]。ダストは円盤全体に分布しているのに対し、ガスは中心星に対し非対称に分布しており、地
球に対し近づく向きの方の強度が強くなっている。

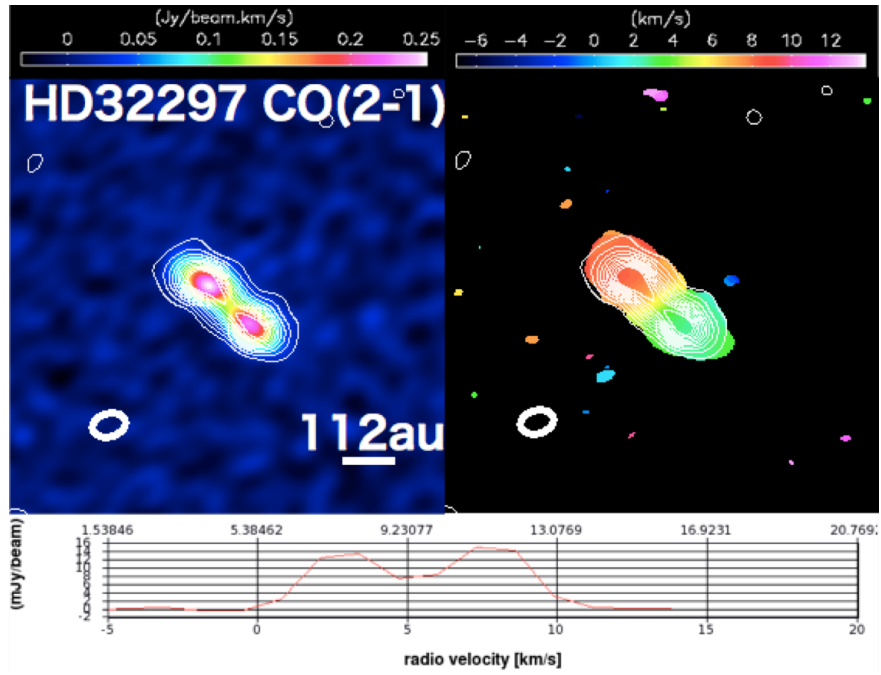


図 2.12: HD32297 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 1.4×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は $-0.5 \sim 11.2$ [km/s]、積分強度は 1.0×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

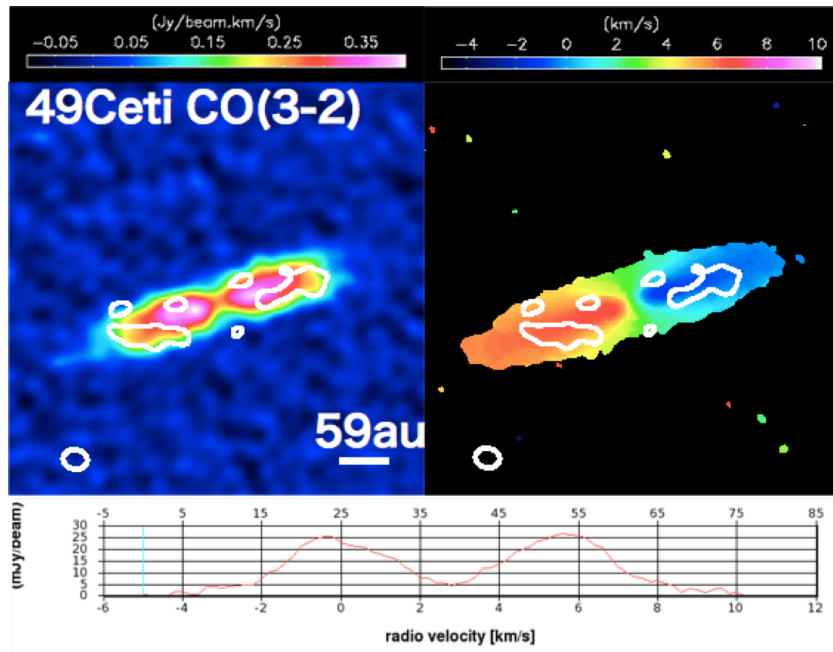


図 2.13: 49Ceti の CO(3-2) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 7.8×10^{-3} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は $-4.6 \sim 10$ [km/s]、積分強度は 1.8×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

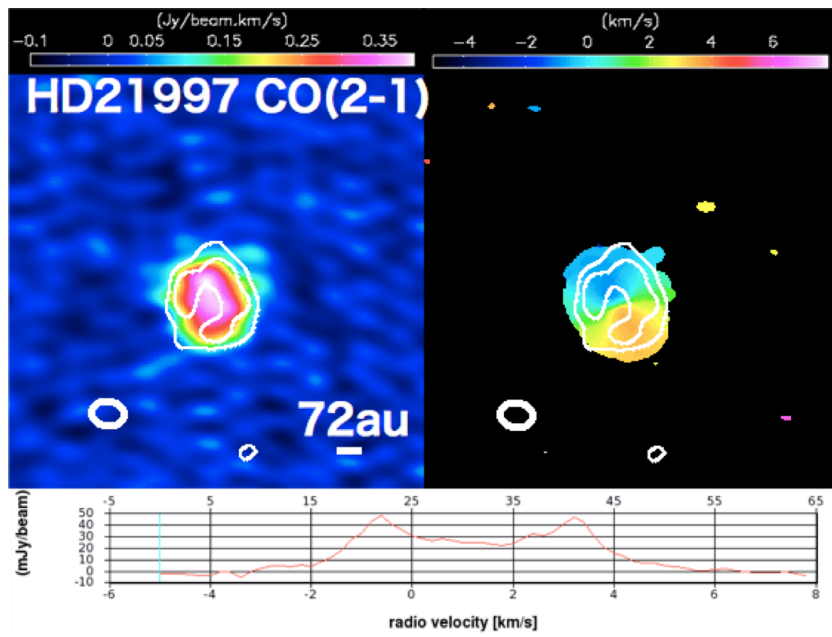


図 2.14: HD21997 の CO(2-1) 輝線の積分強度図 (左) と平均視線速度図 (右) とスペクトル (下)。
rms は 1.0×10^{-2} [Jy/beam]、 3σ 以上の範囲の速度は $-3 \sim 5.2$ [km/s]、積分強度は 2.0×10^{-1} [Jy/beam km/s]。ガスはダストと同じ領域に分布していることがわかる。

2.3 考察

解析の結果得られた強度やノイズレベルの情報をもとに、各天体の物理量を算出する。さらに、ダスト・ガス質量と天体年齢に相関があるのかを議論する。

2.3.1 物理量の算出

解析の結果得られた強度やノイズレベルの情報をもとに、各天体のダスト質量、CO ガスにおける光学的厚み、CO ガスの柱密度、ガス質量を導出した。非検出天体についてはダスト・ガス質量の上限値を見積もった。

(a) ダスト質量算出

ダスト質量を算出するにあたり、以下を仮定した。

・ダストの温度 = 30 – 100 K

ダストの温度が SED フィットングにより 49Ceti は Roberge et al.(2013) で 62K、 β pic は Dent et al.(2014) で 85K と見積もられていた。さらに、デブリ円盤は光学的に薄く中心星からの距離によりダスト温度が変化することも考慮に入れ、30 – 100K と幅をもたせた。

・吸収係数 $\kappa_\nu = 2.3 \times \left(\frac{\nu}{230\text{GHz}}\right)^\beta$ および $\beta = 0.7$

ダスト質量を導出する際に用いる吸収係数 $\kappa_\nu [\text{cm}^2 \text{g}^{-1}]$ は、(1) ダストの形状や大きさの分布が単純なものではない、(2) 個々の固体微粒子は多くの原子から構成されているため、固体微粒子のモデルに対し、数値計算を行うのは大変である、(3) 電波領域での κ_ν は大変小さく、固体微粒子の擬似物質を作って実験的に決めるのも困難である、(4) そもそもどのような形状・大きさの分布・化学組成を持っているのか未解明である、などの点から正確な値を決めるのは難しい。そこで、Moor et al.(2017) において用いられている上の式を用いて κ_ν を導出した。ここで用いられている β は周波数依存性を表す指数で、0 – 2 の値をとる。理論的には、波長に比べ十分に固体微粒子の大きさが小さい時は $\beta = 2$ になり、大きさが波長と同程度でかつ不規則な形状をしている時は $\beta = 1$ になると考えられている [45]。ここでは、Moor et al.(2017) において用いられている $\beta = 0.7$ を用いた。

ダスト質量 M_d は以下の式を用いて算出した。ただし、 F_ν はフラックス密度、 D は天体までの距離、 κ_ν はダストの吸収係数、 $B_\nu(T)$ は仮定した温度のプランク関数である。

$$M_d = \frac{F_\nu D^2}{\kappa_\nu B_\nu(T)} \quad (2.1)$$

(b) ガス質量算出

ガス質量を算出するにあたり、以下を仮定した。

• ガスの励起温度 = 30 – 100K • 局所熱力学平衡 (LTE)

ダストとガスの温度が等しく、運動温度と励起温度が等しい ($T_k = T_{ex}$) 状態である。

• CO/H₂ 存在比 = 10^{-4}

CO 柱密度からガス質量に換算する際に用いる CO/H₂ の存在比は星間空間での値 10^{-4} とした。

CO ガスが検出された天体について質量を算出した。まず、光学的厚みを求め柱密度を算出し、第3章で得られたイメージから円盤の広がりをもとめ、質量に換算した。

(b-1) 光学的厚み算出

CO ガスの光学的厚みを以下の式を用いて算出した。ただし、 T_b は得られた強度 (輝度温度) で、 $J(T)$ は等価輝度温度 ($J(T) \equiv \frac{h\nu}{k} [\exp(\frac{h\nu}{kT}) - 1]^{-1}$)、 T_{bg} は宇宙背景放射の温度 (2.7K) である。

$$\tau_\nu = -\ln \left\{ 1 - \frac{T_b}{J(T) - J(T_{bg})} \right\} \quad (2.2)$$

(b-2) 柱密度算出

上で得られた τ_ν を用いて、柱密度を求める。用いた式は以下の通りである。ただし、 J は回転量子数で、 $J+1$ から J への遷移を考えている。 B は回転定数で、慣性モーメント I を用いて $B = \frac{h}{8\pi^2 I}$ のように表せる。¹²C¹⁶O の場合 57.636GHz である。 μ は電気双極子モーメントで、¹²C¹⁶O の場合 0.110[Debye] である。

$$N_{CO} = \frac{kT}{(J(J+1) + 1)hB} \frac{3h}{8\pi^3 \frac{J+1}{2J+3} \mu^2} \exp \left[\frac{hBJ(J+1)}{kT} \right] \left(\exp \left[\frac{h\nu}{kT} \right] - 1 \right)^{-1} \int \tau_\nu dv \quad (2.3)$$

(b-3) ガス質量算出

上で得られた CO 柱密度を用いて、ガス質量 M_g を求める。柱密度 [個 cm⁻²] に、ALMA のイメージから得られた天体の広がりをもとめ面積 S [cm²] に換算したものをかける。すると円盤内に存在する CO の個数が求まる。デブリ円盤内に存在するガスが持つ CO/H₂ 存在比はわかっていないが、ここでは星間空間での存在比 CO/H₂ $\sim 10^{-4}$ を用いて質量を算出した。用いた式は以下の通りである。ただし、 m_{H_2} は水素分子 1 個あたりの質量、 3.4×10^{-27} [kg] である。また、 S は積分強度図において 3σ 以上の領域が占める面積で、CASA において 3σ のコント

アを引き、その領域のピクセル数に 1 ピクセルの大きさをかけたものを適切な単位 [cm²] に直した

$$M_g = 10^4 m_{\text{H}_2} N_{\text{CO}} S \quad (2.4)$$

(c) 非検出天体における質量上限値の算出

ダスト連続波や CO 輝線が検出されなかった天体については、アーカイブデータにある公開画像データを用いて質量の上限値を算出した。

得られた rms を 1σ として 3σ の放射が得られたと仮定し、§2.3.1-(a)、(b) と同じ仮定・式を用いて算出した。相違点・注意点を以下にまとめる。

(c-1) ダスト質量上限値

CASA ではノイズレベル rms が [Jy/beam] 単位で得られる。これを [Jy] に直す必要があるが、この時、天体の広がりの中に入るビームの数 N を見積もる必要がある。そこで、円盤を半径 100au の円と仮定すると、天体までの距離 d を用いて円の半径は半径 100au/ d [arcsec] と表せる。これより、以下の式を用いて N を算出した。

$$N = \frac{2\pi \left(\frac{100}{d}\right)^2}{\pi \theta_{\text{max}} \theta_{\text{min}}} \quad (2.5)$$

ノイズの強度はビームの数 N に対し $\propto \sqrt{N}$ なので、強度を 3σ と仮定すると (2.1) の F_ν は、以下の通りになる。

$$F_\nu = 3\sigma \sqrt{N} \quad (2.6)$$

(c-2) ガス質量上限値

柱密度 N_{CO} を導出する際にはスペクトルの速度幅が必要になる。そこで上限値を求める際は、ガス検出天体の速度幅を参考に $\Delta v = 10 \text{ km/s}$ を仮定し N_{CO} を求めた。さらに、質量に直す際にはダストの質量上限値と同様に円盤を半径 100au の円と仮定し、 $1 \text{ au} = 1.5 \times 10^{13} [\text{cm}]$ であることから、 $S = \pi(100 \times 1.5 \times 10^{13})^2 [\text{cm}^2]$ として質量を求めた。

(d) 天体のダスト・ガス質量および上限値一覧

計算から見積もられた CO の柱密度、ガス質量および上限値、ダスト質量および上限値を中心星情報とともに表 2.2 に示す。ダスト・ガス質量は $M_\oplus$ (地球質量) 単位で算出している。

表 2.2: 選出天体と質量・上限値一覧

Name	Type	Age [Myr]	Distance [pc]	CO column density[/cm ²]	M_g [$M_{\oplus}$]	M_d [$M_{\oplus}$]
HIP84881	A0V	10	118	$(8.4 \pm 4.0) \times 10^{15}$	0.64 ± 0.31	$(7.2 \pm 4.2) \times 10^{-2}$
HIP76310	A0V	11	150.8	$(9.93 \pm 4.8) \times 10^{15}$	1.18 ± 0.57	$(1.5 \pm 0.9) \times 10^{-1}$
HD121191	A5IV/V	15-16	136	$(7.1 \pm 3.5) \times 10^{15}$	0.075 ± 0.035	$(2.8 \pm 1.6) \times 10^{-2}$
HD121617	A1V	16	128	$(1.5 \pm 0.7) \times 10^{16}$	0.87 ± 0.42	$(2.7 \pm 1.6) \times 10^{-1}$
HD131488	A1V	16	148	$(1.8 \pm 0.9) \times 10^{16}$	0.7 ± 0.34	$(7.1 \pm 4.2) \times 10^{-1}$
HIP73145	A2IV	16	122.7	$(5.7 \pm 2.7) \times 10^{15}$	0.66 ± 0.32	$(3.1 \pm 1.8) \times 10^{-1}$
β pic	A6V	17.5 ± 5.5	19.4	$(1.2 \pm 0.5) \times 10^{15}$	$(4.1 \pm 1.6) \times 10^{-3}$	$(3.6 \pm 2.2) \times 10^{-2}$
HD32297	A0V	30	112	$(1.1 \pm 0.5) \times 10^{16}$	1.9 ± 0.92	$(4.6 \pm 2.7) \times 10^{-1}$
49Ceti	A1V	30 ± 10	59	$(4.2 \pm 1.6) \times 10^{15}$	0.13 ± 0.047	$(6.2 \pm 3.8) \times 10^{-2}$
HD21997	A3IV/V	37.5 ± 2.5	72	$(4.8 \pm 2.3) \times 10^{15}$	0.63 ± 0.31	$(5.1 \pm 3.1) \times 10^{-2}$
HR4796a	A0V	10 ± 3	72.8			$(3.0 \pm 1.8) \times 10^{-1}$
HD63439	F4IV/V	10	143.3		$< 4.7 \times 10^{-1}$	$(5.3 \pm 3.1) \times 10^{-2}$
HIP79516	F5V	10	127		$< 3.1 \times 10^{-1}$	$(2.1 \pm 1.3) \times 10^{-1}$
HIP79742	F6V	10	141		$< 4.3 \times 10^{-1}$	$(6.9 \pm 4.1) \times 10^{-2}$
HIP99273	F5V	14 ± 4	54		$< 4.9 \times 10^{-1}$	$(5.3 \pm 3.1) \times 10^{-2}$
HIP72070	G3V	16	167.5		$< 4.8 \times 10^{-1}$	$(2.5 \pm 1.5) \times 10^{-1}$
HD110058	A0V	17	100		$< 4.8 \times 10^{-1}$	$(1.9 \pm 1.1) \times 10^{-2}$
HD113766	F3/5V	17	130		$< 5.0 \times 10^{-1}$	$(7.6 \pm 4.5) \times 10^{-2}$
HD95086	A8III	17 ± 4	83.8 ± 1.9		$< 1.6 \times 10^{-2}$	$(2.5 \pm 1.4) \times 10^{-1}$
HIP62657	F5/F6V	17 ± 5	106		$< 5.3 \times 10^{-1}$	$(1.0 \pm 0.6) \times 10^{-1}$
HIP95270	F6V	21 ± 4	52			$(2.1 \pm 1.2) \times 10^{-1}$
AU mic	M1Ve	21 ± 4	9.9			$(4.4 \pm 2.6) \times 10^{-3}$
HD15115	F2V	21 ± 4	45		$< 4.1 \times 10^{-1}$	$(4.0 \pm 2.3) \times 10^{-2}$
HIP490	G0V	30	40			$(7.6 \pm 4.4) \times 10^{-3}$
HIP26966	A0V	30	75			$(3.3 \pm 2.0) \times 10^{-2}$
HR8799	F0V	30	39.4		$< 1.6 \times 10^{-1}$	$(1.4 \pm 0.9) \times 10^{-2}$
HD61005	G8V	40	35			$(7.9 \pm 4.6) \times 10^{-2}$
HIP36948	G8V	70 ± 30	35			$(6.3 \pm 3.7) \times 10^{-2}$
HD107146	G2V	100	28		$< 1.1 \times 10^{-1}$	$(4.0 \pm 2.3) \times 10^{-2}$
Fomalhaut	A4V	440	7.7			$(3.9 \pm 2.3) \times 10^{-3}$
etaCorvi	F2V	1500 ± 500	18.3		$< 3.2 \times 10^{-2}$	$(3.8 \pm 2.3) \times 10^{-3}$
tau ceti	G8V	5800	3.65			$(7.1 \pm 4.2) \times 10^{-5}$
HIP74959	F5V	10	151			$< 9.6 \times 10^{-2}$
HIP78043	F3V	10	172			$< 1.1 \times 10^{-2}$
HIP80088	A9V	11	139		$< 6.3 \times 10^{-1}$	
HIP88399	F6V	14 ± 4	47		$< 1.8 \times 10^{-1}$	$< 5.3 \times 10^{-2}$
HIP95261	A0V	14 ± 4	48			$< 2.5 \times 10^{-2}$
HIP92024	A7V	14 ± 4	29			$< 9.6 \times 10^{-3}$
HD109832	A9V	15	112		$< 3.2 \times 10^{-1}$	$< 3.9 \times 10^{-2}$

HD98363	A2V	15	124	$< 3.4 \times 10^{-1}$	$< 4.2 \times 10^{-2}$
HIP74499	F4V	16	114		$< 8.0 \times 10^{-2}$
HD143675	A5IV/V	16	113	< 1.4	$< 9.5 \times 10^{-2}$
HD145880	B9.5V	16	128	< 1.2	$< 1.1 \times 10^{-1}$
HD117214	F6V	17	97		$< 4.8 \times 10^{-2}$
HD114082	F3V	17	83	$< 5.6 \times 10^{-1}$	$< 4.3 \times 10^{-2}$
HD106906	F5V	17	92		$< 4.4 \times 10^{-2}$
HIP63886	F2V	17	102		$< 4.9 \times 10^{-2}$
HD172555	A7V	23	29	< 6.0	$< 8.5 \times 10^{-2}$
HD164249	F6V	24 $\pm$ 3	48	< 4.3	$< 1.0 \times 10^{-1}$
HIP10679	G2V	24 $\pm$ 3	40	< 3.5	$< 7.1 \times 10^{-2}$
HIP11437	K7V	24 $\pm$ 3	42	< 3.1	$< 6.5 \times 10^{-2}$
HIP26309	A2III/IV	30	57	$< 1.8 \times 10^{-1}$	$< 3.8 \times 10^{-2}$
HIP26453	F3V	30	57		$< 2.2 \times 10^{-2}$
HIP34276	A0V	160 $\pm$ 145	93 $\pm$ 4	$< 9.5 \times 10^{-3}$	$< 2.2 \times 10^{-2}$
HD207129	G2V	1900 $\pm$ 1300	9.9 $\pm$ 1.0	$< 9.0 \times 10^{-2}$	$< 1.2 \times 10^{-3}$
HD38858	G2V	4800 $\pm$ 4600	15.2	$< 1.1 \times 10^{-1}$	$< 2.4 \times 10^{-3}$

2.3.2 質量と年齢との相関

デブリ円盤におけるダスト質量およびガス質量と年齢との相関を議論する。また、ダスト・ガス非検出天体における各質量の上限値や、Ansdell et al.(2016) により報告された Lupus における原始惑星系円盤のダスト・ガス質量を比較し、デブリ円盤の進化を考察する。

質量の不定性は、仮定した温度に幅があることや rms を含んでいる。また、年齢に関しても文献によって大きい不定性を持つ天体がある。

(a) ダスト質量と年齢

算出したダスト質量に加えて非検出天体の質量上限値と、原始惑星系円盤 7 天体におけるダスト質量 (Ansdell et al.2016) と年齢の相関を図 2.15 に示す。

上限値を含めても、年齢に伴いダスト質量が減少している傾向を見ることができる。これは先行研究である Wyatt (2008) において報告された単一鏡での観測に基づく傾向 (図 2.16) と一致している。

さらに、Wyatt (2008) では少なかったデブリ円盤のサンプルが本研究によって増えたことにより、原始惑星系円盤からデブリ円盤に至る過程でダスト質量が減少する傾向がより顕著になった。特に、原始惑星系円盤 ($\sim 10^0 \text{Myr}$) からデブリ円盤 ($\sim 10^1 \text{Myr}$) に至る過程では、原始惑星系円盤のうち 1 天体は $\sim 10^{-2}$ を示すものもあるが、典型的に 2,3 桁ほど質量が小さくなっていることがわかる。

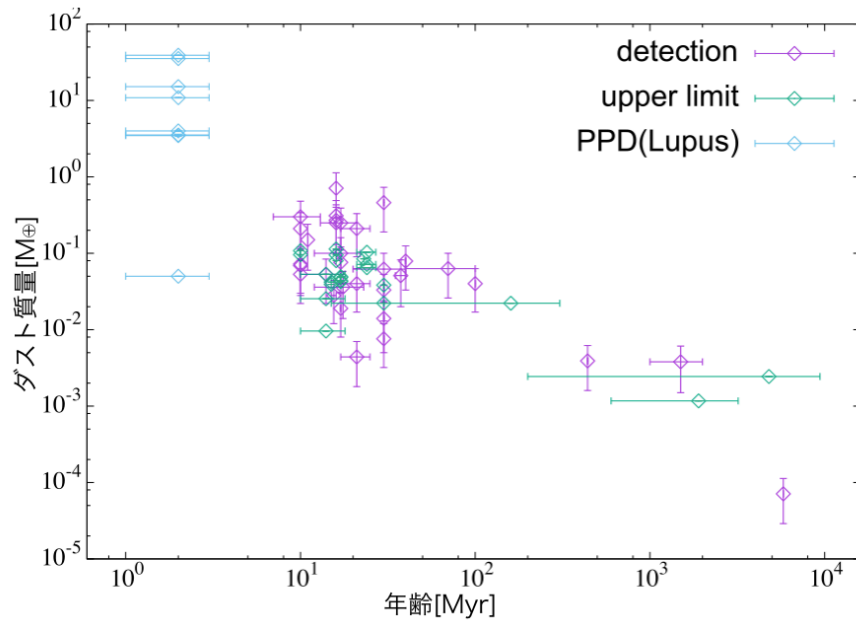


図 2.15: 原始惑星系円盤や上限値も含めたデブリ円盤へのダストの進化。縦軸がダスト質量 [$M_{\oplus}$]、横軸は年齢 [Myr] である。紫の点が検出天体の質量、緑の点は非検出天体の質量上限値、水色の点は原始惑星系円盤 7 天体のダスト質量 [1]

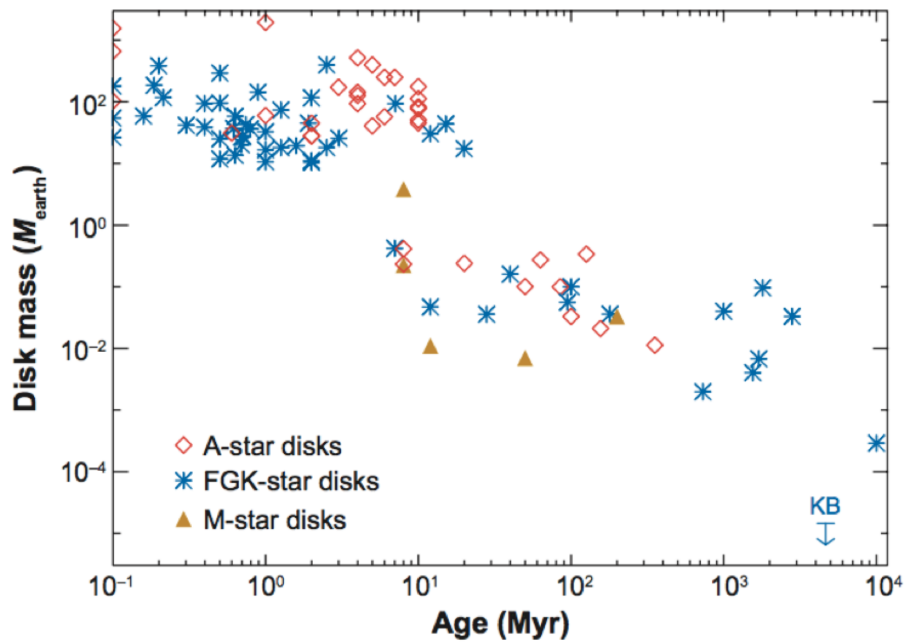


図 2.16: Wyatt (2008) により示された原始惑星系円盤 ($<10\text{Myr}$) からデブリ円盤 ($10\text{Myr}<$) に至るまでのダストの進化。縦軸は円盤の質量 [$M_{\oplus}$ (地球質量)] で横軸は年齢 [Myr]。赤い点は A 型星、青い点は FGK 型星、茶色い点は M 型星を表している。

(b) ガス質量と年齢

非検出天体におけるガス質量上限値と、Lupus に所属する原始惑星系円盤 6 天体のガス質量 (Ansdell et al. 2016) とともに、検出天体のガス質量と年齢との相関を図 2.17 に示す。

検出天体のガス質量に着目すると、年齢に伴う明瞭な傾向は見出すことはできず、年齢に依らずガス質量には幅があることがわかった。

ただし、上限値も含めて考えると、年齢の若い天体 ($< 10^2 \text{ Myr}$) では検出例があるものの、年齢の進んだ天体 ($> 10^2 \text{ Myr}$) ではガス観測はあるものの検出例はないことがわかる。つまり、 10^2 Myr を境にガスの検出率が変わる可能性がある。

原始惑星系円盤からの進化を見てみると、ダストの場合と同様にデブリ円盤に至るまでに 2,3 桁ほど質量が低くなっていることがわかる。

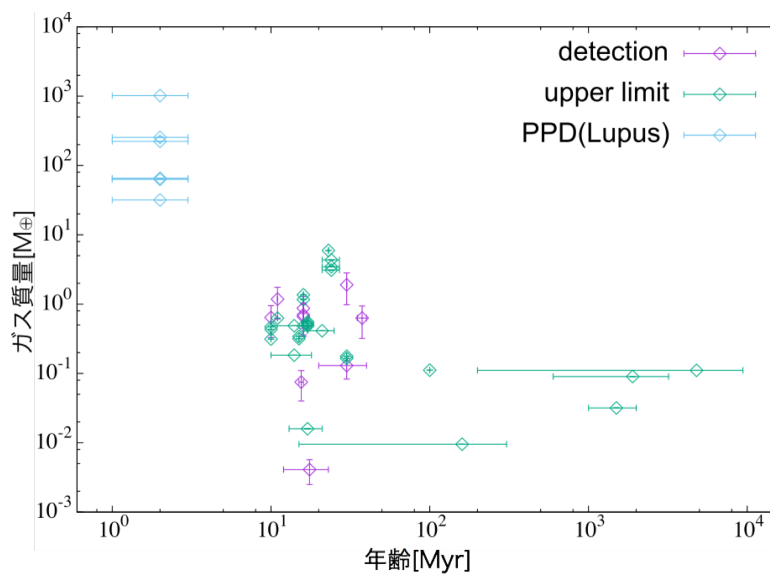


図 2.17: 原始惑星系円盤から上限値も含めたデブリ円盤内へのガスの進化。縦軸がガス質量 [$M_{\oplus}$]、横軸は年齢 [Myr] である。紫の点が検出天体の質量、緑の点は非検出天体の質量上限値、水色の点は Lupus に所属する原始惑星系円盤 6 天体のガス質量。

2.4 第 2 章まとめ

このようにダスト質量においては、年齢に伴い減少する傾向が見てとれたが、ガス質量においては年齢に伴う明瞭な傾向は見つからなかった。さらに、ダスト・ガスどちらにおいても原始惑星系円盤からはデブリ円盤に至るまでに大きく質量が減少していることもわかった。

ただし、以下のような問題点が残されている。

(1) サンプルが少ない

特に、CO ガス検出サンプルの年齢の幅が狭いために、 10^2 Myr 以降の傾向は上限値でしか推察することができない。ダスト質量の場合には桁をまたがるタイムスケールで (特に 10^2 Myr 以降) 質量が減少傾向を示している。もしガスもそのような傾向を示すとすると、今回のサン

プルだけでは見逃している可能性がある。さらに、そもそも 10^2Myr を境にガス検出率が大きく変わっているため 10^2Myr 以降のサンプルを検出できない可能性もある。

(2) CO/H_2 比に不定性があり、正しいガスの量を見積もられていない可能性がある

仮定で用いた CO/H_2 比 $\sim 10^{-4}$ という値は、星間空間での値であり、デブリ円盤でこの存在比が使えるかは不明である。そのため、 H_2 ガスに対する CO 存在比をより正確に見積もる必要がある。

そこで、(2) の問題点を解決するため、星間空間での基本的な CO 化学反応の流れに着目した。図 3.1 に示すように、 CO が光解離・光電離した後、再生成するためには H_2 が重要な役割を担っている。そのため C/CO 比を得ることができれば、間接的に H_2 分子量を推定できる可能性がある。しかし、これまでの研究ではデブリ円盤に対する $[\text{CI}]$ 輝線の検出例がなかったため、第 2 章の研究と平行して観測を試みた。

第3章 ASTE望遠鏡を用いたデブリ円盤2天体に対する $[\text{CI}](^3P_1 - ^3P_0)$ 観測

3.1 $[\text{CI}]$ 観測の背景

第2章で、デブリ円盤における H_2/CO 存在比が未解明であるために、正しいガスの量を定量することができない問題点が浮き彫りになった。そこで、星間空間での基本的な CO の化学反応の流れに着目した。それを図 3.1 に示す。

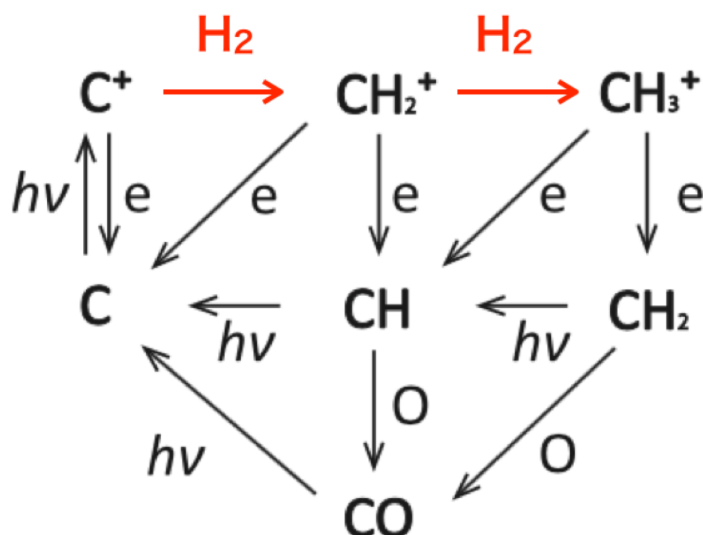


図 3.1: 星間空間での CO 化学反応の流れ

CO は中心星や星間輻射からの UV を受け C や C^+ に光解離・光電離する。その後、電子や O と反応し図 3.1 のような経路をたどり CO が再生成される。このように CO を再生成するためには H_2 が不可欠である。以上を踏まえると C/CO 比を得ることにより間接的に H_2 分子量を推定できる可能性があると考えられる。

しかしながら、デブリ円盤における $[\text{CI}]$ は未だに検出例はなかった。そこで、ASTE 望遠鏡を用いて 49Ceti、 βPic に対し $[\text{CI}](^3P_1 - ^3P_0)$ の観測を行った。

3.2 観測

3.2.1 観測天体

デブリ円盤における C/CO 比を得るために、これまでに CO が検出されているデブリ円盤 2 天体に対して [CI] の観測を行った。この 2 天体は ALMA でも CO(3-2) の観測がなされており、第 2 章でも議論した天体である。天体の概要は以下の通りである。

表 3.1: 観測天体の概要

天体名	タイプ	年齢 [Myr]	距離 [pc]	RA(J2000)	Dec(J2000)
49Ceti	A1V	30 ± 10	59	01:34:37.78	-15:40:34.9
β Pic	A6V	17.5 ± 5.5	19	05:47:17.09	-51:03:59.4

3.2.2 観測装置

南米チリのアタカマ砂漠（標高 4860 m）に位置する ASTE 望遠鏡（Atacama Submillimeter Telescope Experiment）は、直径 10m で、0.1mm-1mm の波長であるサブミリ波の観測を行っている。ASTE 望遠鏡は 2000 年から国立天文台野辺山宇宙電波観測所での評価試験を経て、2002 年から現在のサイトへ移り試験観測が開始された。ASTE による調査の結果、この場所が大気透過率の極めて良好な世界屈指のサブミリ波観測サイトであることが知られるようになった。現在、波長 0.87mm（周波数 350GHz）で本格的なサブミリ波天体観測が行われており、その性能は世界各国の天文学者に非常に高く評価されている。ASTE は国立天文台やチリ大学、日本の様々な大学での共同利用が行われており、茨城大学もその一端を担っている [48]。



図 3.2: ASTE 望遠鏡 (国立天文台 HP より)

3.2.3 観測概要

観測パラメーターを以下の表 3.2 に示す。観測は Atacama Submillimeter Telescope Experiment (ASTE) を用いて 2016 年 9 月、10 月に行った。[CI](492.161GHz) だけでなく CO(3-2)(345.796GHz) も観測した。ALMA アーカイブの CO 観測結果に依存せず、ASTE 望遠鏡を用いた観測同士を比較することで、C/CO 比を算出する際に装置依存性を最小にすることができる。デブリ円盤における C や CO は弱い輝線であるため、各天体、各輝線において約 16 時間の積分時間を費やし、rms ノイズレベルが CO(3-2) で約 6mK、[CI] で約 25mK になるほど深く観測を行った。大気吸収の補正にはチョッパーホイール法及びポジションスイッチング法 (オフ点: 15'-30') を用いた。

表 3.2: 観測パラメーター

望遠鏡	ASTE 望遠鏡
観測時期	2016/9-2016/10
観測分子と周波数	CO(3-2):345.796GHz [CI]($^3P_1 - ^3P_0$):492.161GHz
受信機	DASH345@CO(3-2) Band8@[CI]($^3P_1 - ^3P_0$)
ビームサイズ	22"@DASH345 17"@Band8
アンテナ能率	60 %@DASH345 45 %@Band8
速度分解能	0.11km/s@DASH345 0.076km/s@Band8
積分時間	~16h/source/line
rms	6mK@CO(3-2) 25mK@[CI]($^3P_1 - ^3P_0$)

指向性チェックのため、ASTE にとっては点源と見なせる CO 天体 O-Cet、IRC+10216 を使用したポインティング較正観測を行った。この 2 天体は強度が既知の標準天体であるため、2,3 時間ごとの観測により観測強度変動の確認も行った。今回、観測期間中には標準天体の強度の大きな変動は見られなかったため、解析する際は強度変動の影響は考慮しなかった。

[CI] の周波数では天気によって大気の影響を大きく受ける。本観測は好天気下で実行できた。典型的なシステム雑音温度 T_{sys} は 850 – 1500K であった。天気が悪い日のデータは含めず積分し、結果的に両天体共に約 16 時間の積分時間となった。

3.3 Newstar による解析

観測で得られた生データから解析ソフト Newstar を用いてスペクトルを作成した。デブリ円盤のガスは希薄であるため、今回は **GBASE** というタスクを用いた慎重な解析を行った。以下では、一般的な解析手順と比較しながら今回の解析手順を示す。

3.3.1 一般的な解析手順

一般的に Newstar を用いて解析する際は、図 3.3 のような手順を経てスペクトルを作成する。

- 1.**FLAG**：ベースラインのうねりなど質の悪いデータに印をつけ、使わないようにする。
- 2.**LINTG**：分光計ごとにスペクトルを積分する。その結果、一回の観測ごとに分光計の数に応じたスペクトルが得られる。積分する際には、 $[\times 1/\text{rms}^2]$ に比例した重みをつける。
- 3.**BASELINE**：輝線のない周波数範囲を用いてゼロレベルを決定する。
- (4.**SMOOTHING**)：1ch 刻みでプロットされていたスペクトルを任意の ch 分積分することで、rms を下げる。
- 5.**Auto SP Sum**：上記の作業により得られたスペクトルを足し合わせることで、最終的に一つの天体に一つのスペクトルを得る [49]。

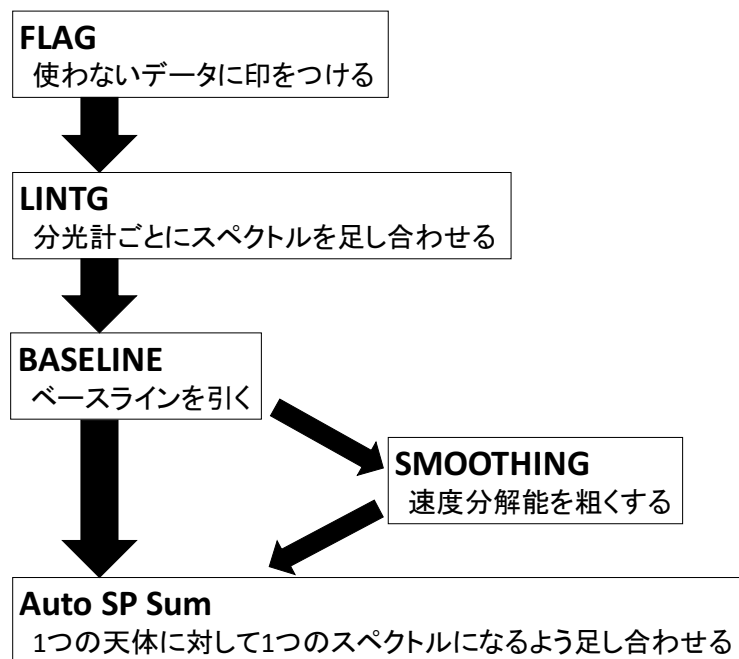


図 3.3: Newstar での一般的な解析工程の概略

3.3.2 本観測の解析手順

デブリ円盤のガスは希薄であるため、**GBASE** というタスクを用いて解析を行った。解析手順は図 3.4 に示す通りである。**GBASE** では、1 スキャンごとにベースラインを引く、フラグをたてる

ことができる。

一般的な解析手順では分光計ごとに積分したスペクトルに対しベースラインを引くが、**GBASE**を用いると1スキャンごとにベースラインを引いてから積分するため、より慎重な解析が可能になる。

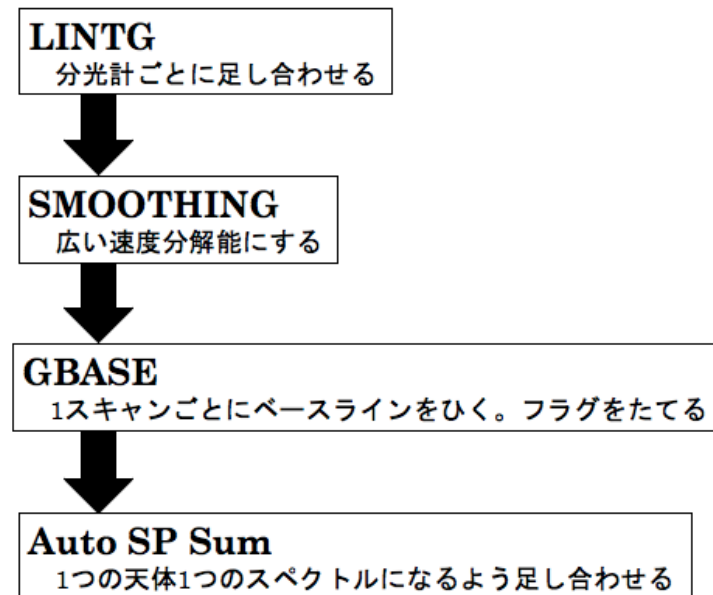


図 3.4: GBASE を用いた解析工程の概略

3.4 結果

3.4.1 得られたスペクトル

解析によって得られた2天体、2輝線それぞれのスペクトルを図3.5に示す。どちらの天体からも[CI]が検出された。これらは、デブリ円盤の[CI]放射の初検出である。さらに、CO(3-2)に関しても検出されたが、どちらの天体のCO放射も[CI]より弱いことがわかった。

観測から直接得られるのはアンテナ温度 T_A^* であるから、アンテナ能率 η を掛け、輝度温度 T_B に直す必要がある。さらに、ASTE 望遠鏡のビームサイズは各天体の円盤の大きさより大きいため、ビームフィリングファクター f_d を用いて、強度を補正する必要がある。ビームフィリングファクターは天体の大きさ Ω_d とビームの大きさ Ω_A の比で表され、 $f_d = \Omega_d / \Omega_A$ である。天体の大きさは第I部で得られたイメージを用いて求め、ビームサイズは輝線ごとに異なる。図3.5では、縦軸はビームフィリングファクター f_d を用いてスケールした輝度温度 [K] で、横軸はLSR(局所静止座標系)で測った視線速度 [km/s] である。さらに縦軸のスケールは4つのスペクトルで合わせてある。

49CetiのCO(3-2)のピーク強度は26.3mK、 4.5σ の検出で、[CI]のピーク強度は103mK、 3.9σ の検出であった。どちらの輝線のスペクトルもダブルピーク形状をしており、中心速度 V_{LSR} は3km/sであった。

β PicのCO(3-2)のピーク強度は24.5mK、 3.2σ のマージナルな検出で、[CI]のピーク強度は94.4mK、 3.9σ の検出であった。どちらの輝線のスペクトルもダブルピーク形状をしており、中心速度 V_{LSR} は1km/sであった。

今回ASTE観測により検出したCO(3-2)の放射が円盤由来の放射であることを確かめるために、ALMAアーカイブから得られたスペクトルと今回のスペクトルを比較した。図3.5には赤線で重ねて示している。49Ceti、 β PicともにASTEでのスペクトルとALMAでのスペクトルの中心速度やピークの速度が一致している。さらに、 β PicにおいてはASTEの結果は 3.2σ とマージナルな検出となったが、系の中心速度(1km/s)に対し青方偏移した速度成分のほうが強いピークを持つという特徴が一致している。そのため、今回ASTE望遠鏡を用いて得られたスペクトルはそれぞれの円盤由来のものであることが確認できた。

次に、49Ceti、 β PicそれぞれでCO(3-2)と[CI]のスペクトルを比較してみると、中心速度やピーク速度、さらにスペクトルの特徴が似ている。このことから[CI]も円盤由来の放射であると考えられる。

以上から、CO(3-2)と[CI]、いずれも円盤期限の放射が捉えられたことが確認された。

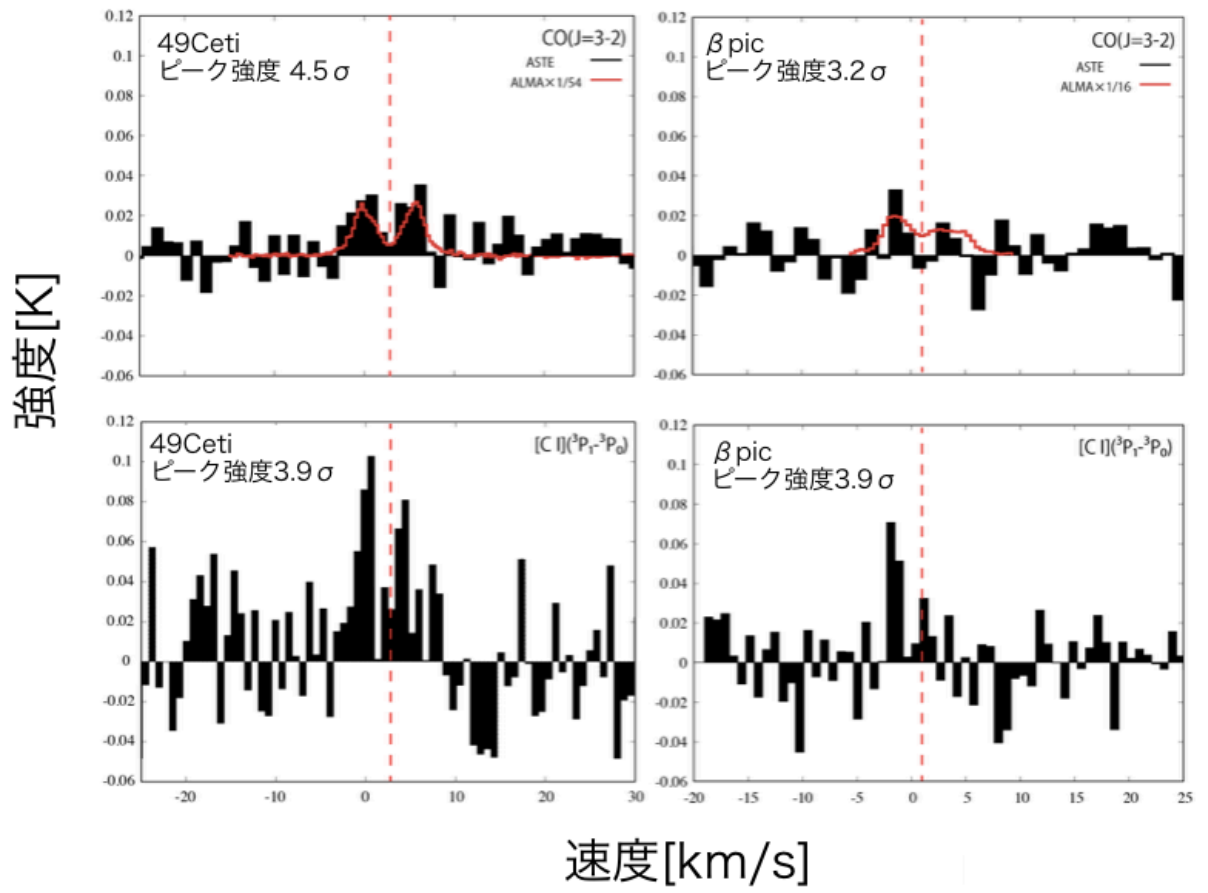


図 3.5: 各天体、各輝線のスペクトル。左上:49Ceti CO(3-2)、左下:49Ceti [CI]、右上: β pic CO(3-2)、右下: β pic [CI]。両天体とも CO(3-2) には赤い線で ALMA で得られたスペクトルを重ねてある

3.5 考察

3.5.1 物理量の算出

得られた強度からそれぞれの天体、それぞれの輝線の柱密度を導出した。LTE を仮定し、ガスの励起温度 T_{ex} は第 2 章と同様 30 – 100K と仮定した。

用いた式は各輝線でそれぞれ以下の通りである (Oka et al.2001)。

$$N_{\text{C}} = 1.98 \times 10^{15} Q(T_{\text{ex}}) \exp\left(\frac{23.6}{T_{\text{ex}}}\right) f_d^{-1} \int T_{\text{B}} d\nu [\text{cm}^{-2}] \quad (3.1)$$

$$N_{\text{CO}} = 4.64 \times 10^{12} T_{\text{ex}} \exp\left(\frac{33.2}{T_{\text{ex}}}\right) f_d^{-1} \int T_{\text{B}} d\nu [\text{cm}^{-2}] \quad (3.2)$$

算出した各天体、各輝線の柱密度を以下の表 3.3 に示す。また、分子雲での $N_{\text{C}}/N_{\text{CO}}$ 比 (Ikeda et al.1999) も示す。今回算出した結果から、どちらのデブリ円盤も分子雲とは異なる高い $N_{\text{C}}/N_{\text{CO}}$ 比を持つことがわかった。エラーを含めても 50–100 倍ほど炭素原子 C が多くデブリ円盤内に存在している。

表 3.3: デブリ円盤の柱密度や C/CO の柱密度比

	天体名	輝線	$T_{\text{B}}[\text{mK}]$	τ	f_{d}	N_{CO} or $N_{\text{C}}[\text{cm}^{-2}]$	$N_{\text{C}}/N_{\text{CO}}$
デブリ円盤	49Ceti	CO(3-2)	26.3(4.5 σ)	<0.07	0.02	$(4.6 \pm 1.5) \times 10^{15}$	54 $\pm$ 19
		[CI]	103(3.9 σ)	<0.18	0.03	$(2.2 \pm 0.2) \times 10^{17}$	
	β Pic	CO(3-2)	24.5(3.2 σ)	<0.02	0.06	$(4.5 \pm 2.7) \times 10^{14}$	69 $\pm$ 42
		[CI]	94.4(3.9 σ)	<0.05	0.10	$(2.6 \pm 0.6) \times 10^{16}$	
分子雲	Orion KL						0.05
	L1641						0.1

3.5.2 高い C/CO 比の理由

表 3.3 のようにデブリ円盤では高い C/CO 比を取ることがわかった。なぜこのように分子雲とは大きく異なる高い C/CO 比が得られたのかを探るために、図 3.1 の星間空間での CO 化学反応の流れに再び着目する。

第 3 章冒頭でも述べたように、光解離した CO が再生成されるためには H_2 が重要な役割を担っている。CO に対して豊富に H_2 が存在する分子雲では (CO/H_2 存在比 $\sim 10^{-4}$)、CO が再生成するための図 3.1 の反応が進み、表 3.3 のように低い C/CO 比をとると推察される。しかし、今回の観測結果をもとに柱密度を導出してみたところ、デブリ円盤では CO よりも C の方が 50 – 100 倍ほど多く存在していることがわかった。これは、CO から C になった後 CO が再生成されるための反応が進んでいない、つまり H_2 が少ない環境であるということを示唆している。

厳密な CO/H_2 を求めるためには理論計算が必要であるが、今回の観測から C/CO 比が見積もられたことは、 H_2 の量を間接的に求めるための 1 つの手法として有効である可能性を示している。

3.5.3 [CI] 観測から第 2 章へのフィードバック

今回の ASTE 観測からデブリ円盤では CO/H_2 比が小さくなる可能性が示唆された。第 2 章で見積もったデブリ円盤ガス質量は CO/H_2 の比が小さくなればなるほどガス質量は少なくなる。すると、図 2.17 で示した原始惑星系円盤からデブリ円盤にかけて、図で示されている以上に急激にガスがなくなるように進化することが示唆される。

第4章 まとめ

本研究では、デブリ円盤の進化過程を探るために、ALMA アーカイブを用いてデブリ円盤のガスやダストの観測例を集め統計的調査を行った。さらに、その結果から出た問題点の突破口を探るために、ASTE 望遠鏡を用いて [CI] の観測を実施した。

1. ALMA アーカイブを用いたデブリ円盤の解析

- ALMA アーカイブを調査したところ 63 天体の観測例があり、そのうち CO 輝線が検出されたデブリ円盤は 10 天体、ダスト連続波のみが検出されたデブリ円盤は 21 天体存在した。
- 検出天体 31 天体に対して CASA を用いた再解析を実施し、イメージや強度などの情報を取得した。
- ダスト・ガスについて質量を算出し、年齢との相関を取った。ダストに関しては年齢に伴い減少していく傾向が得られたが、ガスについては年齢に伴う明瞭な傾向は得られなかった。
- ただし、ガス質量を算出した際に用いた $\text{CO}/\text{H}_2 \sim 10^{-4}$ という仮定は、星間空間での値でありデブリ円盤での CO/H_2 は不明である。そのため、デブリ円盤における H_2 分子量を定量する必要がある。

2. ASTE 望遠鏡を用いたデブリ円盤 2 天体に対する [CI] 観測

- H_2 分子量を推定するために星間空間での CO 化学反応の流れに着目し、C/CO 比から H_2 分子量を間接的に定量できる可能性があると考えられる。
- ASTE 望遠鏡を用いて [CI] $^3\text{P}_1 - ^3\text{P}_0$ 輝線を 49Ceti、 βPic について観測したところ両天体から検出し、デブリ円盤での初検出例となった。さらに、同時に観測した CO(3-2) についても両天体から検出した。
- それぞれの柱密度を導出したところ、分子雲とは異なる高い C/CO 比 (50–100) が両天体から得られた。
- CO 化学反応を考慮すると、この高い C/CO 比はデブリ円盤では H_2 が少ない環境であることを示唆している。
- デブリ円盤における H_2 分子量を間接的に定量する一つの手法として [CI] 観測が有効である可能性が得られた。

謝辞

本研究を進めるにあたり、多くの方々にご指導、ご協力を頂きましたことに感謝の意を表します。
指導教員の百瀬宗武教授には物理学や電波天文学の基礎を丁寧にご指導いただき、口頭発表・ポスター発表時には細やかなアドバイスをいただき大変感謝しております。

理化学研究所の樋口あや研究員には、遠隔のご指導とはなりましたが観測の仕方、発表練習などあらゆる場面において、本当に丁寧にご指導いただきました。茨城大学にも度々足を運んでいただき、休日や時間を問わず何度も打ち合わせをさせていただきました。毎回私の疑問に丁寧に応えていただき非常に多くのことを学ばせていただきました。深く感謝申し上げます。

塚越崇助教にはデータ解析のやり方や解析時のエラーに対する対処等、細やかなアドバイスをいただき大変感謝しております。

研究室の皆様をはじめとする多くの方々のご協力により本研究を進めることができました。本研究に関わった全ての皆様に心より感謝申し上げます。

参考文献

- [1] Ansdell, M., Williams, J. P., van der Marel, N., et al. 2016, *ApJ*, 828, 46
- [2] Aumann, H. H., Beichman, C. A., Gillett, F. C., et al. 1984, *ApJ*, 278, 23
- [3] Bachiller, R. 1996, *ARA&A*, 34, 111
- [4] Bryden, G., Beichman, C. A., Trilling, D. E., et al. 2006, *ApJ*, 636, 1098
- [5] Dent, W. R. F., Greaves, J. S., & Coulson, I. M. 2005, *MNRAS*, 359, 663
- [6] Dent, W. R. F., Wyatt, M. C., Roberge, A., et al. 2014, *Sci*, 343, 1490
- [7] Elliott, P., Bayo, A., Melo, C. H. F., et al. 2016, *A&A*, 590, A13
- [8] Gauchet, L., Lacour, S., Lagrange, A.-M., et al. 2016, *A&A*, 595, A31
- [9] Greaves, J. S., Holland, W. S., Matthews, B. C., et al. 2016, *MNRAS*, 461, 3910
- [10] Hardy, A., Caceres, C., Schreiber, M. R., et al. 2015, *A&A*, 583, A66
- [11] Higuchi, A.E., Sato, A., Tsukagoshi, T., et al. 2017, *ApJL*, 839, L14
- [12] Ikeda, M., Maezawa, H., Ito, T., et al. 1999, *ApJL*, 527, L59
- [13] Ishihara, D., Takeuchi, N., Kobayashi, H., et al. 2017, *A&A*, 601, A72
- [14] Janson, M., Lafrenière, D., Jayawardhana, R., et al. 2013, *ApJ*, 773, 170
- [15] Kasper, M., Apai, D., Wagner, K., & Robberto, M. 2015, *ApJL*, 812, L33
- [16] Kóspál, Á., Moór, A., Juhász, A., et al. 2013, *ApJ*, 776, 77
- [17] Kral, Q., Matrà, L., Wyatt, M. C., & Kennedy, G. M. 2017, *MNRAS*, 469, 521
- [18] Lieman-Sifry, J., Hughes, A. M., Carpenter, J. M., et al. 2016, *ApJ*, 828, 25
- [19] MacGregor, M. A., Wilner, D. J., Andrews, S. M., & Hughes, A. M. 2015, *ApJ*, 801, 59
- [20] MacGregor, M. A., Lawler, S. M., Wilner, D. J., et al. 2016, *ApJ*, 828, 113
- [21] Marino, S., Wyatt, M. C., Panić, O., et al. 2017, *MNRAS*, 465, 2595
- [22] Meshkat, T., Bailey, V. P., Su, K. Y. L., et al. 2015, *ApJ*, 800, 5
- [23] Meshkat, T., Mawet, D., Bryan, M. L., et al. 2017, *AJ*, 154, 245
- [24] Milli, J., Vigan, A., Mouillet, D., et al. 2017, *A&A*, 599, A108

- [25] Mittal, T., Chen, C. H., Jang-Condell, H., et al. 2015, *ApJ*, 798, 87
- [26] Moór, A., Ábrahám, P., Derekas, A., et al. 2006, *ApJ*, 644, 525
- [27] Moór, A., Juhász, A., Kóspál, Á., et al. 2013, *ApJL*, 777, L25
- [28] Moór, A., Henning, T., Juhász, A., et al. 2015, *ApJ*, 814, 42
- [29] Moór, A., Curé, M., Kóspál, Á., et al. 2017, *ApJ*, 849, 123
- [30] Ballering, N. P., Rieke, G. H., & Gáspár, A. 2014, *ApJ*, 793, 57
- [31] Oka, T., Yamamoto, S., Iwata, M., et al. 2001, *ApJ*, 558, 176
- [32] Read, M. J., & Wyatt, M. C. 2016, *MNRAS*, 457, 465
- [33] Ricci, L., Carpenter, J. M., Fu, B., et al. 2015, *ApJ*, 798, 124
- [34] Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Stansberry, J. A., et al. 2005, *ApJ*, 620, 1010
- [35] Roberge, A., Kamp, I., Montesinos, B., et al. 2013, *ApJ*, 771, 69
- [36] Siegler, N., Muzerolle, J., Young, E. T., et al. 2007, *ApJ*, 654, 580
- [37] Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., 2006, *ApJ*, 653, 675
- [38] Su, K. Y. L., MacGregor, M. A., Booth, M., et al. 2017, *AJ*, 154, 225
- [39] Uyama, T., Tanigawa, T., Hashimoto, J., et al. 2017, *AJ*, 154, 90
- [40] Wyatt, M. C. 2008, *ARA&A*, 46, 339
- [41] Zuckerman, B., Forveille, T., & Kastner, J. H. 1995, *Nature*, 373, 494
- [42] Zuckerman, B., & Song, I. 2012, *ApJ*, 758, 77
- [43] 井田茂, 2007, 系外惑星, 東京大学出版会
- [44] 福井康雄, 犬塚修一郎, 大西利和, 中井直正, 舞原俊憲, 水野亮 (編) 2008, シリーズ現代の天文学 6 星間物質と星形成, 日本評論社
- [45] 中井直正, 坪井昌人, 福井康雄 (編) 2009, シリーズ現代の天文学 16 宇宙の観測 II— 電波天文学, 日本評論社
- [46] 田村元秀, 2015, 新天文学ライブラリー 1 太陽系外惑星, 日本評論社
- [47] 干渉計サマースクール 2005 テキスト
- [48] ASTE HP (<https://alma.mtk.nao.ac.jp/aste/index.html>)
- [49] Newstar manual (<http://www.nro.nao.ac.jp/nro45mrt/html/obs/newstar/>)

付 録 A ALMA アーカイブから選出された 天体

第 I 部で選出された天体をプロジェクトごとに表 A.1 に示す。ただし、星団の略称は以下の通りである。

β pic : β pic moving group、COL : Columba moving group、LCC : Lower Centaurus-Crux、UCL : Upper Centaurus-Lupus、US : Upper Scopus、TWH : TW Hydra kinematic group、ARG : Argus association、THA : the Tucana-Horologium association

表 A.1: 選出天体一覧

天体名	タイプ	距離 [pc]	星団	年齢 [Myr]	References
2011.0.00087.S					
β pic	A6V	19	β pic	17.5 ± 5.5	Dent et al.2014 Mittal et al.2015 Greaves et al.2016
2012.1.00198.S					
AU Mic	M1Ve	9.9	β pic	21 ± 4	Gauchet et al.2016
2015.1.00966.S					
Fomalhaut	A4V	7.7	-	440	Gauchet et al.2016
2011.0.00470.S					
HD 107146	G2V	27.5 ± 0.4	-	100	Ricci et al.2015
2012.1.00482.S					
HR 8799	F0V	39.4	COL	30	Gauchet et al.2016
2011.0.00780.S					
HD 21997	A3IV/V	71.9	COL	37.5 ± 2.5	Kóspál et al. 2013 Moór et al. 2013
2012.1.00437.S					
HIP26309	A2III/IV	57	COL	30	Zuckerman et al.2012 Mittal et al.2015
HIP 26453	F3V	57	COL	30	Meshkat et al.2015
HIP 26966	A0V	75	COL	30	Mittal et al.2015
HIP 490	G0V	39.4	THA	30	Moór et al.2015
HIP 88399	F6V	47	β pic	14 ± 4	Moór et al.2006
HIP 95261	A0V	48	β pic	14 ± 4	Moór et al.2006
HIP 95270	F6V	51.8	β pic	21 ± 4	Gauchet et al.2016
HIP 92024	A7V	29	β pic	14 ± 4	Moór et al.2006
HIP 99273	F5V	54	β pic	14 ± 4	Moór et al.2006

2012.1.00688.S					
HD 110058	A0V	100	LCC	17	Mittal et al.2015
HD 113766	F3/5V+F6V	130	LCC	17	Mittal et al.2015
HD 117214	F6V	97	LCC	17	Mittal et al.2015
HD 115600	F2IV/V	110	LCC	17	Kasper et al.2015
HD 114082	F3V	83	LCC	17	Mittal et al.2015
HD 106906	F5V	92	LCC	17	Mittal et al.2015
HIP 62482	A3III/IV	123	LCC	17	Mittal et al.2015
HIP 62657	F5/F6V	106	LCC	17	Mittal et al.2015
HIP 63439	F4IV/V	143.3	LCC	10	Ballering et al. 2014
HIP 63886	F2V	102	LCC	17	Mittal et al.2015
HIP 73145	A2IV	123	UCL	16	Moór et al.2015
					Lieman-Sifry et al.2016
HIP 72070	G3V	167.5	LCC	16	Mittal et al.2015
HIP 74499	F4V	114	LCC	16	Mittal et al.2015
HIP 74959	F5V	151	UCL	10	Janson et al.2013
HIP 76310	A0V	151	US	11	Lieman-Sifry et al.2016
HIP 77911	B9V	148	US	11	Uyama et al.2017
HIP 78043	F3V	172	UCL	10	Janson et al.2013
HIP 79516	F5V	127	UCL	10	Janson et al.2013
HIP 79742	F6V	141	UCL	10	Janson et al.2013
HIP 79977	F2/F3V	132	US	11	Mittal et al.2015
HIP 79288	F0V	116	US	11	Mittal et al.2015
HIP 80088	A9V	139	US	11	Mittal et al.2015
HIP 84881	A0V	118	UCL	10	Lieman-Sifry et al.2016
2012.1.00195.S					
49Ceti	A1V	59	ARG	40 $\pm$ 10	Moór et al.2015
2012.1.00350.S					
MZ Lup	G5IVe	150 $\pm$ 20	Lupus I	27.6 $\pm$ 6.2	Hardy et al.2016
CHX22	G8+K7	160 $\pm$ 15	Chamaleon I	12.6 $\pm$ 1.8	Hardy et al.2015
HI Cha	M4e	160 $\pm$ 15	Chamaleon I	16.5 $\pm$ 4.5	Hardy et al.2015
2013.1.01147.S					
HD 164249	F6V	48	β pic	23.5 $\pm$ 2.5	Elliott et al.2016
HD172555	A7V	29	β pic	23	Kral et al.2017
HIP10679	G2V	40.0	β pic	23.5 $\pm$ 2.5	Elliott et al.2016
HIP11437	K7V	42.4	β pic	23.5 $\pm$ 2.5	Elliott et al.2016
2013.1.00612.S					
HD95086	A8III	83.8 $\pm$ 1.9	LCC	17 $\pm$ 4	Su et al. 2017
2012.1.00385.S					
eta Corvi	F2V	18.3	-	1500 $\pm$ 500	Marino et al.2017
2013.1.00588.S					
tau Ceti	G8V	3.65	-	5800	MacGregor et al.2016

2015.1.00633.S					
HD61005	G8V	35.4	ARG	40	Moór et al. 2015
HD15115	F2V	45	β pic	21 $\pm$ 4	MacGregor et al.2015
HD32297	A0V	112	-	30	Moór et al.2015
2015.1.00032.S					
HR4796a	A0V	72.8	TWH	10 $\pm$ 3	Milli et al. 2017
2015.1.00307.S					
HD38858	G2V	15.2	-	4800 $\pm$ 4600	Read and Wyatt 2016
HD207129	G2V	9.9 $\pm$ 1.0	-	1900 $\pm$ 1300	Meshkat et al.2017
2015.1.01243.S					
HD109832	A9V	111.9	LCC	15	Moór et al.2017
HD98363	A2V	123.6	LCC	15	Moór et al.2017
HD131488	A1V	148	UCL	16	Moór et al.2017
HD143675	A5IV/V	113.4	UCL	16	Moór et al.2017
HD145880	B9.5V	127.9	UCL	16	Moór et al.2017
HD121191	A5IV/V	136	LCC/UCL	15-16	Moór et al.2017
HD121617	AiV	128	UCL	16	Moór et al.2017
2015.1.00716.S					
HIP34276	A0V	93 $\pm$ 4	-	160 $\pm$ 145	Meshkat et al.2017