

平成 28 年度 (2016 年度)
卒業論文

ASTE 望遠鏡を用いたデブリ円盤のガス探査

茨城大学理学部理学科
物理学コース
12S2010L
佐藤 愛樹

論文要旨

主系列星の周囲には、光学的に薄いダストの円盤が付随する場合がある。この円盤は惑星形成材料の残骸（デブリ）で構成されるためデブリ円盤と呼ばれる。これまでの研究ではデブリ円盤はダストのみで構成されると考えられ、実際にダストは赤外線や電波で観測されてきたが、ガスは観測されていなかった。しかし、近年電波望遠鏡の性能が上がったことにより、ダストのみで構成されると思われてきたデブリ円盤から一酸化炭素（CO）などのガスが検出されるようになってきた。ガスが散逸している進化段階であると思われていたデブリ円盤からガスが検出されたことにより、これまでの惑星形成のシナリオに一石を投じる可能性があるにもかかわらず、デブリ円盤のガスについては観測例が少なく、その起源などは分かっていない。

そこで我々は、統計的にデブリ円盤に対してガスの探査をし、その起源を探りたいと考え、ASTE 望遠鏡を用いて赤外線天文衛星あかりで見つかったデブリ円盤 8 天体に対して CO(3-2) の観測を行った。また、ALMA 望遠鏡ではデブリ円盤のガスは観測されているが、ASTE 望遠鏡では観測できるか、観測できた場合にはその物理量の導出を目標とした。得られたデータは Newstar というソフトで解析し、スペクトルに起こした。rms を 1σ として 3σ 以上の値を CO を検出したとして 3 つのグループ、A: 3σ 以上の値がなかったもの、B: 3σ 以上の値があったが天体の速度とピークの速度が合致していなかったもの、C: 3σ 以上の値があり天体の速度とピークの速度が合致していたもの、に分類した。B、C については今回観測した天体の位置と Dame et al.(2001) の銀河面の CO マップと比較し各天体の周辺に分子雲があるかどうか調査をしたが、現段階では B、C についてデブリ円盤由来の放射であると断言することはできない。また、今回の観測で得られた rms 値から各天体の質量の上限値を導出した。

今後は、2016 年 4 月に ALMA の観測募集に応募し今回観測した 8 天体について追観測を行ったり、新たなデブリ円盤の観測を行うことで観測例を増やしていきたい。また、2016 年 2 月にヨーロッパ南天天文台（ESO）の APEX での観測提案が受諾され、新たに 8 天体の観測ができるのでそのデータと今回の 8 天体のデータをもとにどの進化段階でデブリ円盤のガスがなくなるのか、またその起源などを解明していきたい。

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	6
1.2.1 デブリ円盤のダスト	6
1.2.2 デブリ円盤のガス	6
1.3 これまでの観測の問題点	6
1.4 本研究の目的	7
第 2 章 観測	8
2.1 観測概要	8
2.2 観測天体	8
2.3 観測装置	11
2.3.1 ASTE 望遠鏡	11
2.3.2 赤外線天文衛星あかり	11
2.4 観測方法	12
2.4.1 チョップパーホイール法	12
2.4.2 ポジションスイッチング法観測	12
第 3 章 解析	14
3.1 Newstar による解析	14
3.2 強度キャリブレーションによる寄与	15
第 4 章 結果	16
4.1 得られたスペクトル	16
4.2 スペクトルの分類	19
第 5 章 考察	20
5.1 各天体の周辺環境の調査	20
5.2 上限質量	24
第 6 章 まとめと今後の展望	25
6.1 ASTE の結果から	25
6.2 今後	25
謝辞	27
参考文献	28

第1章 研究背景

我々の住む太陽系のような惑星系にはデブリ円盤と呼ばれる円盤が付随する場合がある。デブリ円盤は惑星形成過程を解明する上で重要なターゲットであるにも関わらず、多くの謎を残している。ここでは、惑星形成過程やデブリ円盤について、これまでの観測の問題点を挙げ、最後に本研究の目的などについて説明する。

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、その周囲を回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

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。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。

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）で構成される原始星円盤という円盤が分布し、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。

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び、その周りには惑星形成の現場である原始惑星系円盤が分布する。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。これらの若い天体を Young stellar object (YSO) 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。

以下に、星形成の概略を示す。[1] [2]

- (1) 分子雲の一部が収縮し、分子雲クランプが形成される。
- (2) 分子雲クランプがさらに収縮し分子雲コアが形成される。
- (3) 分子雲コアが重力的に不安定になり、原始星が形成される。
- (4) 原始星への質量降着が進み、前主系列星（T タウリ型星）となり、最終的に主系列星へと進化していく。

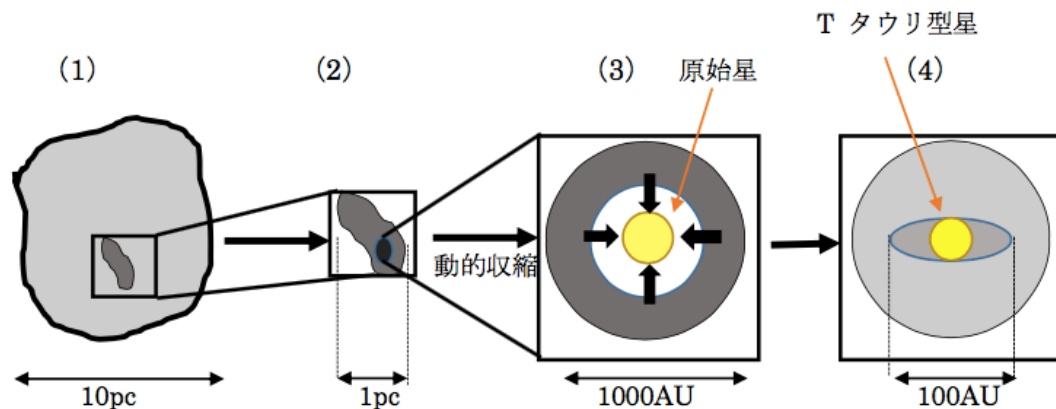


図 1.1: (1)-(4) の概略図 [4]

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 の定義を以下に示す。[4] [2]

Class0：自身の自己重力エネルギーを熱として放出することで光っているため、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、その際に原始星で増加す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：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。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遠赤外線でのみ観測される。

ClassII：SED は平坦、あるいは右肩下がりだが、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前主系列星と呼ばれ、星周物質の量が減少し、温度が全体的に上昇することにより、赤外線で放射が観測される。

ClassIII：原始惑星系円盤が徐々に散逸していくことにより、SED は右肩下がり型で、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。

以下に Class0-ClassIII の概略図を示す。

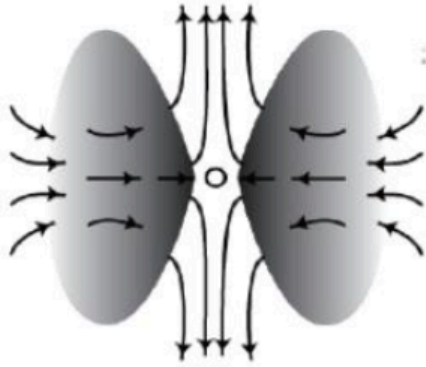


図 1.2a Class0

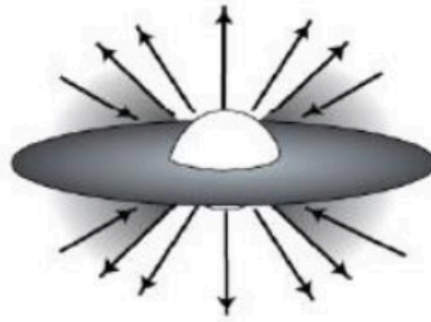


図 1.2b Class I



図 1.2c Class II



図 1.2.d ClassIII

図 1.2: Class0-ClassIII の概略図 [4]

1.2 デブリ円盤

主系列星の周囲に光学的に薄いダストの円盤が存在する場合があります、これをデブリ円盤と呼ぶ。このため、惑星形成過程の調査においてデブリ円盤は重要なターゲットと言える。惑星形成時に使われなかった材料、いわゆるデブリ（残骸）で構成されているためデブリ円盤と呼ばれ、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）を観測した際に赤外線（ $60\mu\text{m}$ ）で、予想される Vega 自身の黒体放射よりも過剰な放射量が見られたことから初検出に至った。その後もスピッツァー衛星やあかり衛星によりデブリ円盤の調査は進んでいるが、いまだに多くの謎を残している。例えば、デブリ円盤は惑星と同様に微惑星の衝突合体により形成されと考えられているため、惑星形成過程の重要な手掛かりを持ち、惑星との相関があることが期待されているにもかかわらず、デブリ円盤と惑星の存在の間には統計的關係は見つかっていないのが現状である。（Ishihara et al.2015）

これまでの研究では、デブリ円盤のガスは既に晴れ上がっており、ダストのみで構成されると理論的には考えられてきた。また、実際にダストについては赤外線や電波で観測がなされてきたが、ガスについての観測はなされていなかった。しかし近年、望遠鏡の性能が上がったことにより ALMA 望遠鏡で CO などのガスが検出されるようになってきた。

1.2.1 デブリ円盤のダスト

デブリ円盤のダストは中心星からの輻射により温められることによって赤外線を放射するため、主に赤外線で観測されてきた。中心星から遠く、冷えたダストは電波でも観測されてきた。デブリ円盤内で主に観測されている 1-100 ミクロンサイズのダストは中心星からの輻射圧により短時間で消滅してしまう。これはデブリ円盤内で常にダストが供給されている事実を示唆する。

デブリ円盤のダストの起源は、原始惑星系円盤時代に存在したダストが生き残ったもの、微惑星同士の激しい衝突の中で生まれたものなどの説がある。しかし、デブリ円盤を持つ主星の年齢と原始惑星系由来のダストが散逸するタイムスケールが短いため、微惑星同士が衝突合体を繰り返す過程の中で常時供給されているのではないかと考えられている。[5]

1.2.2 デブリ円盤のガス

近年、電波望遠鏡の性能が上がったことにより、ALMA 望遠鏡でダストのみで構成されると考えられてきたデブリ円盤からガスが検出された。

しかし、ガスについてはまだまだ観測例が少なく、その起源もわかっていない。原始惑星系円盤時代に存在したガスが生き残ったもの、円盤内でダストに吸着されていた一酸化炭素が、その激しい運動により剥がれてしまったのではないかと考えられている、など諸説ある。

1.3 これまでの観測の問題点

これまで述べた通り、デブリ円盤は惑星形成過程を探索する上で重要なターゲットである。しかし、いまだ未解明な部分も多い。さらに、近年の望遠鏡の性能向上により、ALMA 望遠鏡でダストのみで構成されると思われていたデブリ円盤から CO などのガスが観測された。ガスがすでに晴れ上がっていると考えられてきた進化段階であるデブリ円盤からガスが検出されたことにより、これまで考えられてきた惑星形成過程のシナリオに一石を投じる可能性もある。それにもかかわらず、

ガスが希薄であるため観測できる望遠鏡に限られる、発見されたのが最近であるなどの理由から、デブリ円盤のガスについては観測例も少なく、その起源もいまだ未解明である。

1.4 本研究の目的

本研究は、デブリ円盤のガスの起源の手掛かりを得るために、ガスについて統計的な議論ができるよう、デブリ円盤のガスの観測例を増やすことを目的とした。また、ALMA 望遠鏡では一酸化炭素などのガスは検出例があるが、観測できる周波数帯や集光力の面でデブリ円盤のガス検出の可能性を十分持つ ASTE 望遠鏡では検出されるのか、もし検出された場合にはその物理量の導出を目的に研究を行った。

第2章 観測

2.1 観測概要

ASTE 望遠鏡を用いてデブリ円盤 8 天体について CO(3-2) の観測を行った。CO は分子雲中において H_2 に次いで多い分子である。しかし、 H_2 は電子の分布が電気双極子モーメントを持たないため電波を出さず、電波を出す分子という意味では CO が最も多いと言える。また、分子雲の観測では CO(2-1) がよく観測に用いられるが、デブリ円盤は分子雲より暖かいため（典型的な温度は $60 \pm 40 K$ ）今回の観測では CO(3-2) の分子輝線の観測を行った。観測に用いたのは観測したい天体がある ON 点と天体のない OFF 点を交互に観測するポジションスイッチ法という手法（詳細は 2.4）で、観測日は 2015 年 12 月 9 日から 13 日までの 5 日間である。観測パラメーターを表 2.1 に示す。

表 2.1: 観測パラメーター

望遠鏡	ASTE 望遠鏡
受信機	DASH345
速度分解能	0.11km/s
観測分子と周波数	CO(3-2):345.796GHz
空間分解能	22"
アンテナ特性	0.5
rms	0.005K
観測期間	2015/12/9-2015/12/13
気温	-3-2°C
湿度	10-30%
風速	6-8m/s

指向性のチェックのため、GXMon、IRC102、VHya、WHya、NMLTau の 5 天体でポインティング観測を行った。ポインティング観測は本観測と同様の CO(3-2) の分子輝線を観測し、本観測の前には必ずポインティング観測を行った。なるべく本観測の天体の座標と近い天体を 5 天体の中から選んでポインティング観測を行った。また、強度が既知で標準天体とされている IRC102 を 2、3 時間に一度観測することにより観測強度のキャリブレーションを行った。今回、各観測において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。

2.2 観測天体

今回観測したのは赤外線天文衛星あかりが既に発見しているデブリ天体 [6] の中からの 8 天体（表 2.2）を選んで行った。デブリ円盤が付随している天体からは、その天体自身の黒体放射から予想される強度に赤外線超過が見られる。そして円盤が付随している天体は中心星と円盤で温度が違うためそれが SED に現れる。これら 8 天体は、あかり衛星での $9\mu m$ 、 $18\mu m$ の観測値が各天体の SED

から外れた値を持っていることによりデブリ円盤と同定された [5]。中心速度は ALMA の Observing tool を参照し、距離は Ishihara et al.(2015) を参照した。観測した 8 天体の SED[5] を図 2.2 に示す。

表 2.2: 観測した 8 天体

天体名	赤経	赤緯	中心速度 (km/s)	距離 (pc)
HD102323	11:46:22	-56:22:42	0.00	400 ± 200
HD106797	12:17:06	-65:41:35	21.0	103 ± 6
HD118978	13:42:01	-58:47:13	-8.00	200 ± 30
HD279128	03:52:16	33:24:22	0.00	300 ± 100
HD28375	04:28:32	01:22:50	18.0	120 ± 20
HD32509	05:04:50	26:43:14	0.00	150 ± 30
HD34890	05:20:28	-05:48:43	10.4	180 ± 50
HD65372	07:58:30	02:56:09	-12.8	240 ± 50

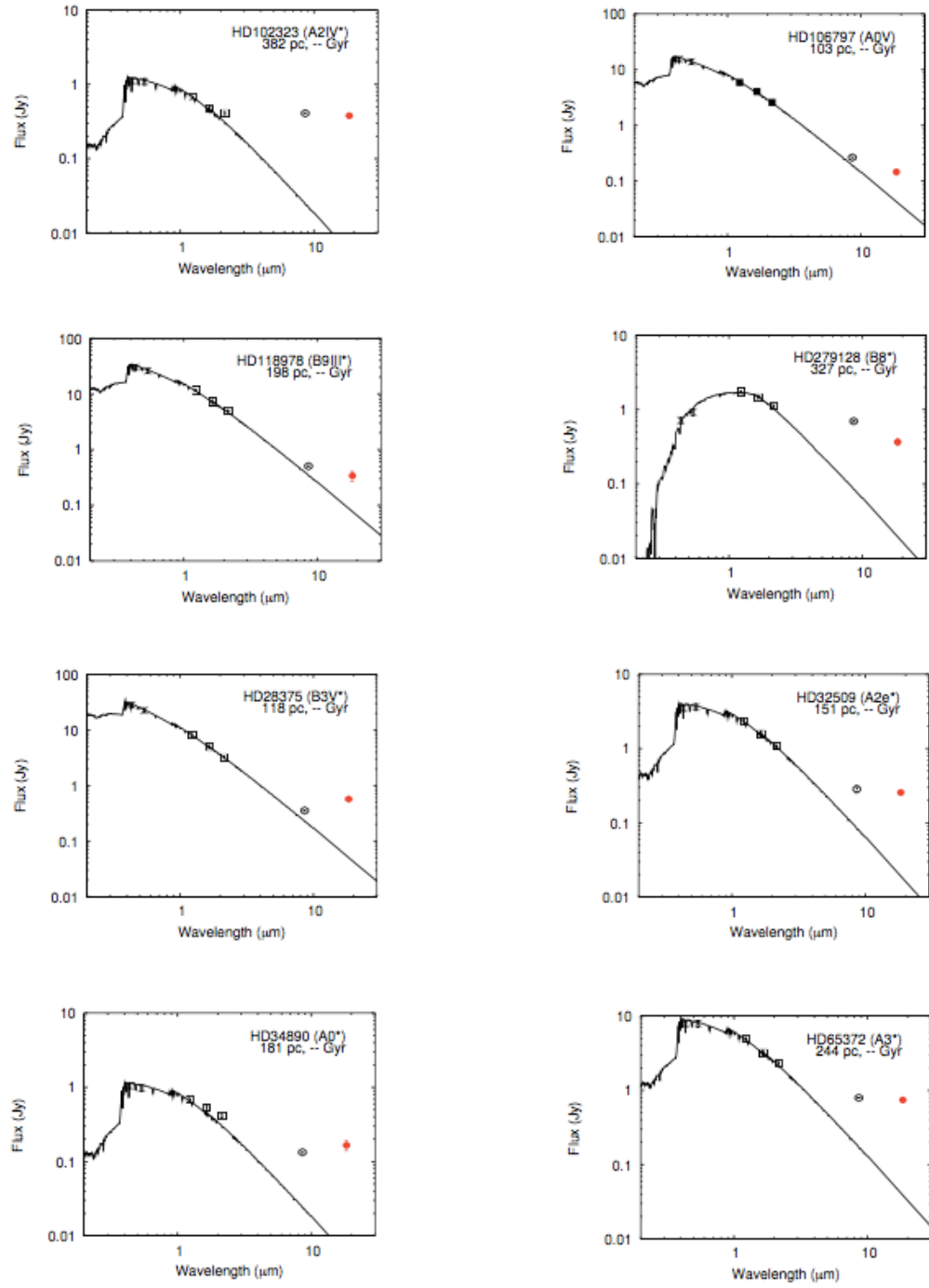


図 2.1: 今回観測した 8 天体の SED[5]。中抜き丸はあかり 9μm、中塗り丸は 18μm。

2.3 観測装置

2.3.1 ASTE 望遠鏡

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）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。[7]



図 2.2: ASTE 望遠鏡 (国立天文台 HP より)

2.3.2 赤外線天文衛星あかり

赤外線天文衛星あかりは日本初の赤外線天文衛星であり 2006 年に打ち上げられ、2011 年まで運用されていた人工衛星である。あかりが行った全天サーベイ観測では、あかり以前に全天サーベイを行っていた IRAS 衛星に比べ、検出天体総数を 5 倍に増加させることに成功した。観測は約 1 年半行われ、各天体の観測は平均 6 回行われた。それぞれの独立な観測画像から、天体の画像を作成するため観測データの信頼性は非常に高い。[5]

本観測では、このあかりにより同定されたデブリ円盤を観測した。詳細は後述する。

2.4 観測方法

2.4.1 チョッパーホイール法

天体からの電波によるアンテナ温度は受信機の雑音や大気の影響を補正しなければ、本当の天体のアンテナ温度を測定することはできない。チョッパーホイール法は代表的アンテナ温度の強度較正法の一つで、常温の電波吸収体（黒体）と大気の放射そのものを基準として、大気圏外にアンテナを出した際に受信できる真のアンテナ温度 T_A^* を観測する方法である。

受信機で観測されるアンテナ温度 T_A は、大気の光学的厚み τ により減衰するので、 η を望遠鏡のフィード効率（アンテナの開口面を通過した電波が受信機まで到達する割合）とすると

$$T_A = T_A^* \eta e^{-\tau}$$

と書ける。また、

P_{sky} ：望遠鏡で天体のない空を見た時の受信機出力

P_{source} ：天体を見た時の受信機出力

P_{amb} ： T_{amb} の吸収体で受信機の入力間道を覆った時の受信機出力

G ：受信機の増幅率

k ：ボルツマン定数

T_{RX} ：受信機雑音温度

T_{amb} ：望遠鏡周囲の温度

T_{atm} ：大気温度

とすると、

$$\begin{aligned} P_{\text{sky}} &= Gk[T_{\text{RX}} + (1 - \eta)T_{\text{amb}} + \eta\{1 - e^{-\tau}\}T_{\text{atm}}] \\ P_{\text{source}} &= Gk[T_A + T_{\text{RX}} + (1 - \eta)T_{\text{amb}} + \eta\{1 - e^{-\tau}\}T_{\text{atm}}] \\ P_{\text{amb}} &= Gk(T_{\text{RX}} + T_{\text{amb}}) \end{aligned}$$

と表される。ここで、 $T_{\text{atm}} = T_{\text{amb}}$ とすると、

$$\left(\frac{P_{\text{source}} - P_{\text{sky}}}{P_{\text{amb}} - P_{\text{sky}}} \right) T_{\text{amb}} = T_A^*$$

と求まり、大気圏外にアンテナを持っていなくても T_A^* が求められる。この方法は大変簡単で精度が良いため多くの電波望遠鏡で用いられている。[3]

2.4.2 ポジションスイッチング法観測

観測はポジションスイッチング法で行った。この方法は、観測したい天体の位置である ON 点と周辺に天体のない位置である OFF 点を交互に観測しその差分をとることで、背景光などの影響を消し観測したい天体の輻射のみを観測する方法である。

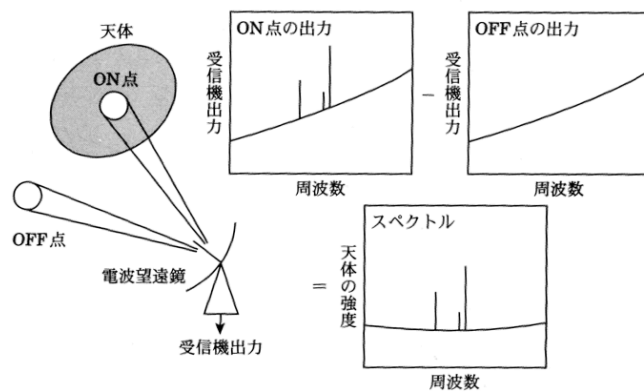


図 2.3: ポジションスイッチング法による ON-OFF 観測。ON 点での雑音などの寄与が OFF 点によってならされている

第3章 解析

3.1 Newstar による解析

ASTE 望遠鏡で観測し、得られた生データは Newstar という解析ソフトを用いて解析を行い、スペクトルに直した。スペクトルに直すまでに、図 3.1 のようにいくつかの工程を経る。

FLAG：ベースラインがうねっているものなどに印をつけ、そのデータを使わないようにする

LINTG：分光計ごとにスペクトルを足し上げる。つまり、この作業を行うことで一回の観測ごとに4つのスペクトルが得られる。さらに足し上げる際には rms が良いデータは重く、悪いデータは軽くなるよう重み $[\times 1/\text{rms}^2]$ をつける。

BASELINE：そのままのスペクトルでは雑音や連続波の影響が入ってしまっているため、0点からスペクトルを測れない。その影響をなくすために行う作業である。

SMOOTHING：1ch (= 0.11km/s) 刻みでプロットされていたスペクトルを 7ch 分で積分した。これにより rms は $[\times 1/\sqrt{7}]$ となる。

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た。

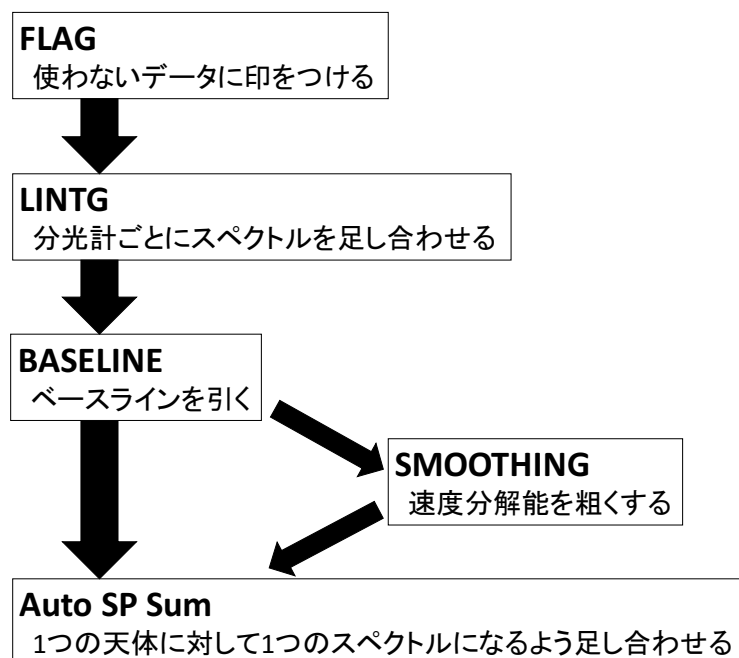


図 3.1: Newstar での解析工程の概略

3.2 強度キャリブレーションによる寄与

太陽熱によるアンテナの鏡面の歪みや大気環境による電波の吸収率の違いなどによって、アンテナの能率（受けた電波の何割が使えるか）はその時々によって変化する。そのため、強度が知られている天体を観測しその強度によって本観測の強度を補正する必要がある。特に ASTE 望遠鏡は太陽熱に弱く、また高周波数の電波を観測するため鏡面の歪みが及ぼす観測結果への影響を無視できない。

今回は強度のキャリブレーションのための観測を 2、3 時間に一度行った。IRC10216 という強度が既知の標準天体である天体を本観測と同じ周波数で観測した。いずれの観測でも IRC10216 の強度に大きな変化は見られなかったため、解析を行う際は強度の変動の影響は考慮しなかった。

第4章 結果

4.1 得られたスペクトル

Newstar による解析で得られた各天体のスペクトルを図 4.1-4.8 に示す。縦軸はアンテナ温度 T_A^* [K] で、横軸は速度 [km/s] である。rms を 1σ として、 3σ に破線を引いているが、HD102323 と HD65372 については 3σ が範囲外にあったため破線は引けていない。各天体の中心速度がスペクトルの横軸の中心にあたるため、もし天体に付随した CO(3-2) が検出できた場合には、スペクトルの中心付近にピークが立つと期待される。

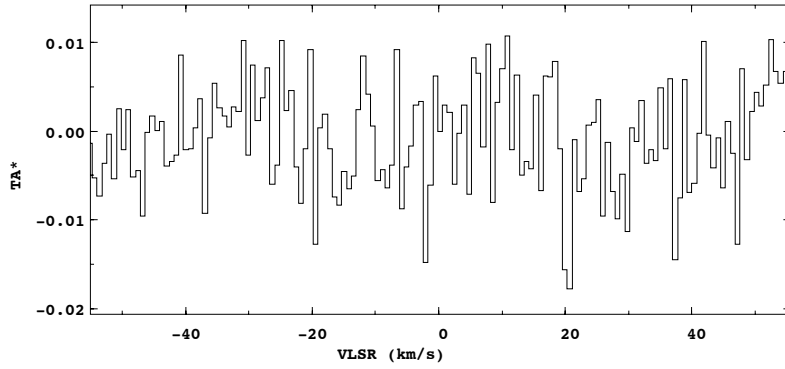


図 4.1: HD102323。 $1\sigma=0.0057\text{K}$ 。 3σ 以上の放射は見られないため、全てノイズだと思われる。

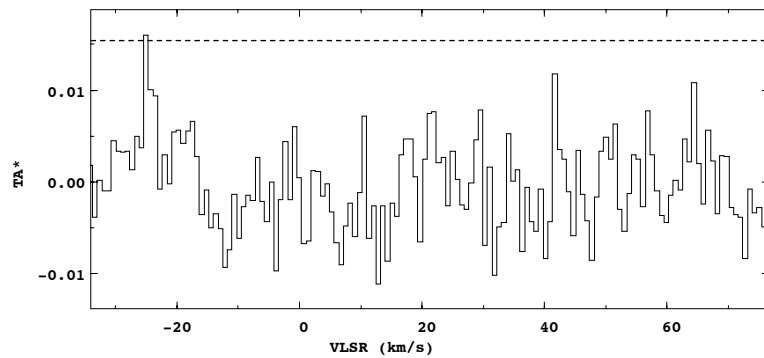


図 4.2: HD106797。 $1\sigma=0.0051\text{K}$ 。 3σ 以上の放射が -25km/s 付近に見られる。

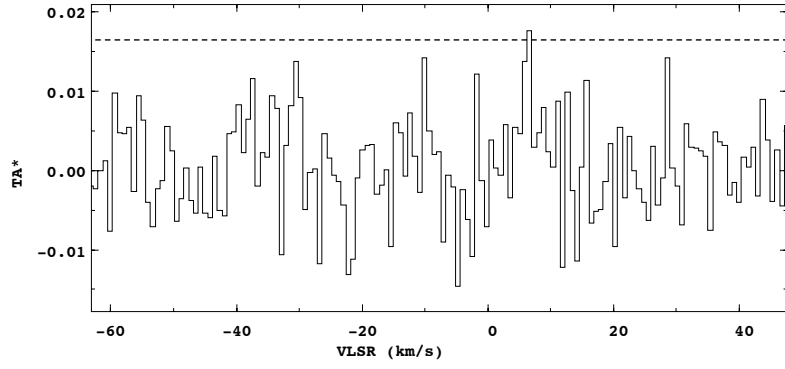


図 4.3: HD118978。 $1\sigma=0.0055\text{K}$ 。 3σ 以上の放射が 7km/s 付近に見られる

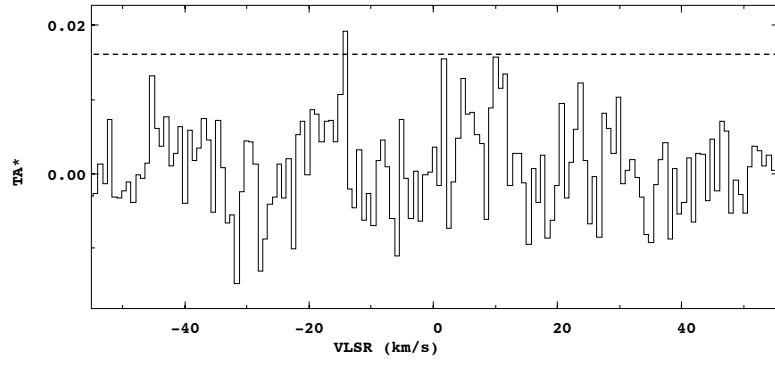


図 4.4: HD279128。 $1\sigma=0.0055\text{K}$ 。 3σ 以上の放射が -15km/s 付近に見られる

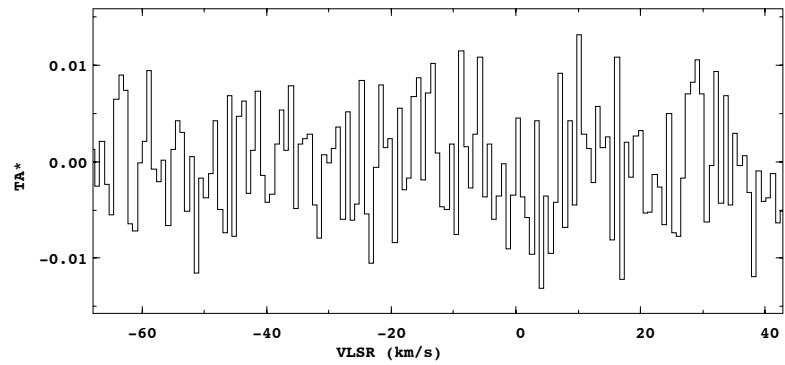


図 4.5: HD65372。 $1\sigma=0.0056\text{K}$ 。 3σ 以上の放射は見られないため、全てノイズだと思われる。

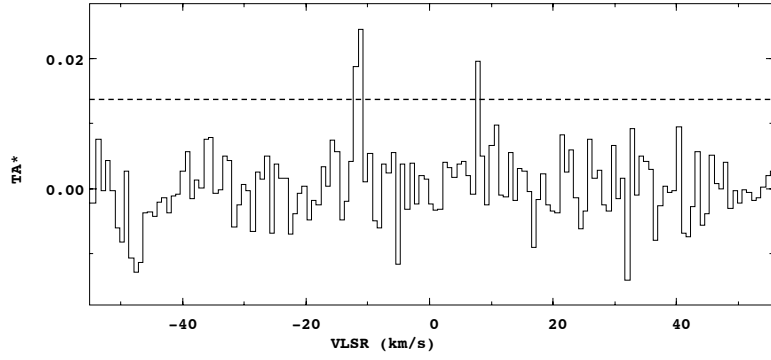


図 4.6: HD32509。 $1\sigma=0.0043\text{K}$ 。 3σ 以上の放射が -10km/s 付近と $+10\text{km/s}$ 付近に見られる。

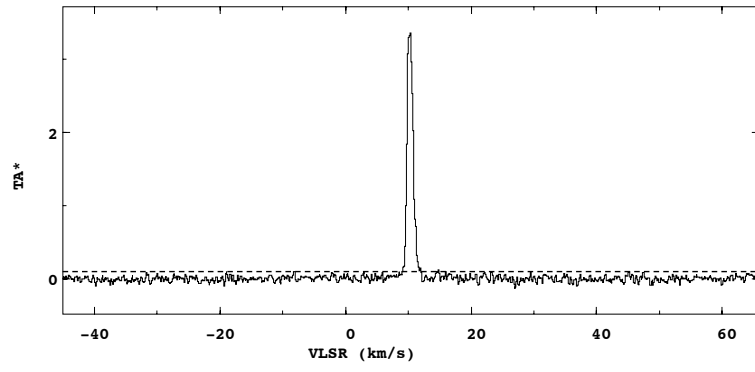


図 4.7: HD34890。 $1\sigma=0.0371\text{K}$ 。 3σ 以上の放射が 10km/s 付近に見られる。

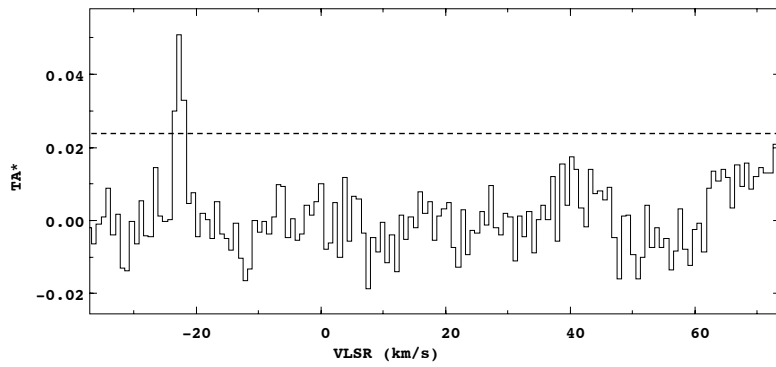


図 4.8: HD28375。 $1\sigma=0.0081\text{K}$ 。 3σ 以上の放射が -20km/s 付近に見られる。

4.2 スペクトルの分類

得られたスペクトルを考察するために、図 4.9 の手順に従い 3 つのグループに分類した。以下ではこの分類名 A、B、C を用いて論じていく。

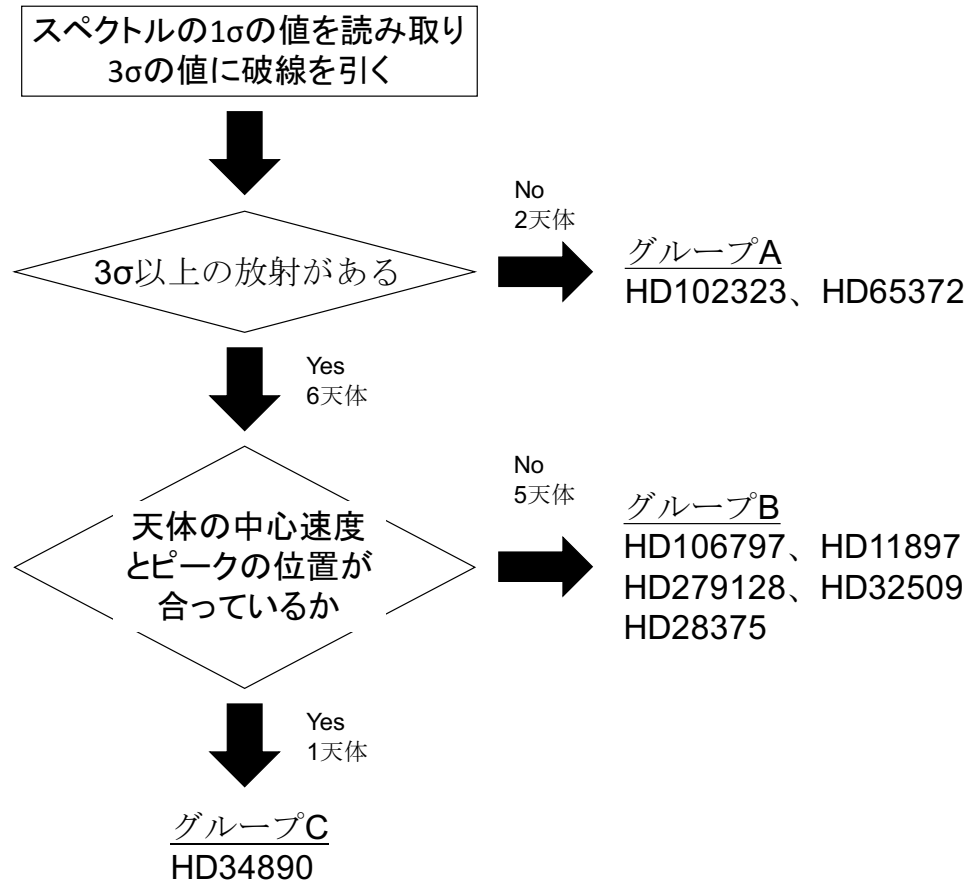


図 4.9: スペクトルを分類するためのフローチャート

第5章 考察

5.1 各天体の周辺環境の調査

図 4.9 より A についてはいずれも CO の検出はなかった。

3σ 以上の放射があった B、C についてはデブリ円盤由来の放射かどうかを調べるため各天体の周辺環境の調査を行い、各天体の周囲に分子雲がないかを調べた。Dame et al.(2001) の CO の銀河面マップと、各天体の座標を銀河座標に直して照らし合わせた。銀河座標に直したものを表 5.1 に示す。

表 5.1: 各天体の銀河座標

天体名	赤経	赤緯	銀経	銀緯
HD102323	11:46:22	-56:22:42	293.969	5.357
HD106797	12:17:06	-65:41:35	299.404	-3.057
HD118978	13:42:01	-58:47:13	309.458	3.443
HD279128	03:52:16	33:24:22	160.935	-15.807
HD28375	04:28:32	01:22:50	193.418	-30.566
HD32509	05:04:50	26:43:14	176.798	-8.117
HD34890	05:20:28	-05:48:43	207.623	-22.860
HD65372	07:58:30	02:56:09	218.058	16.245

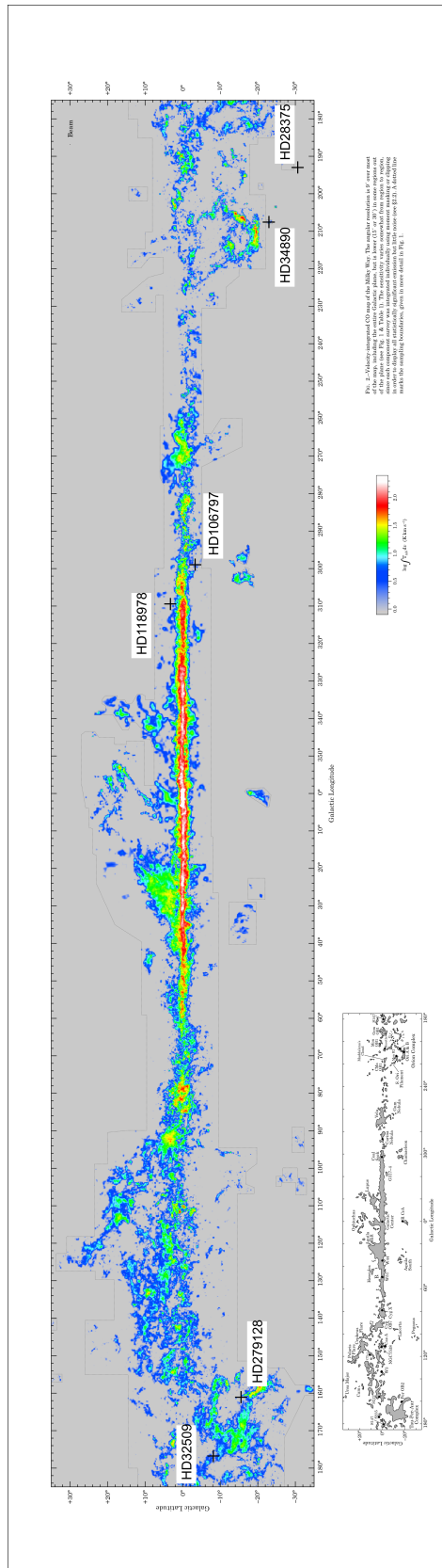


図 5.1: Dame et al. 2001 の CO の銀河面マップと各天体を照らし合わせた

それぞれ拡大したものを図 5.2-5.4 に示す。

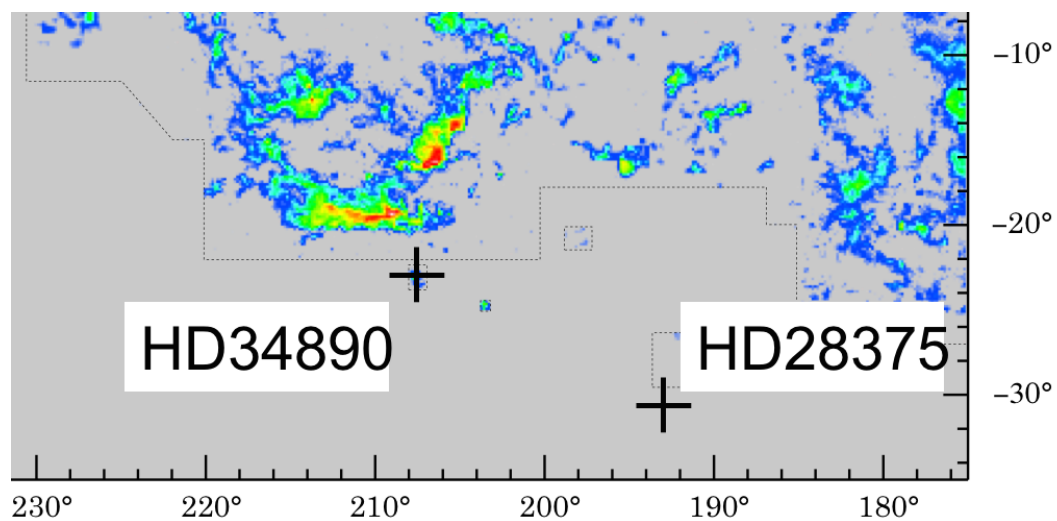


図 5.2: HD34890 と HD28375 の拡大図。HD34890 の位置にはちょうど小さな分子雲があり、すぐ近くには orion 分子雲がある。HD28375 の周囲には分子雲はない。

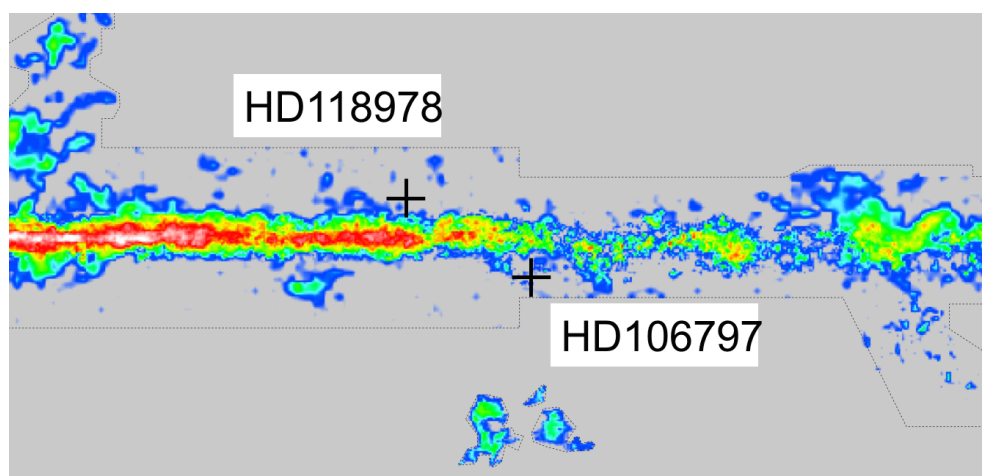


図 5.3: HD118978 と HD106797 の拡大図。HD118978 と HD106797 とともにコールサックの近くに天体がある。

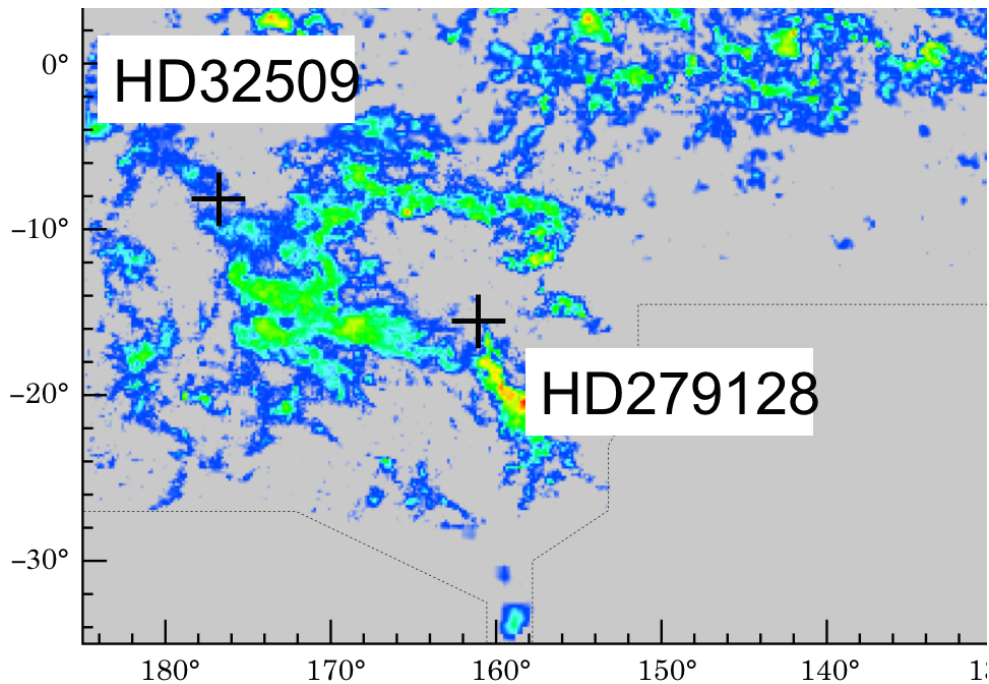


図 5.4: HD32509 と HD279128 の拡大図。HD32509 と HD279128 ともにおうし座分子雲の近くに天体がある。

図 5.1-5.4 より B、C である 6 天体の放射について考察していく。

- HD34890 の位置には分子雲があり、またスペクトルの中心にピークがあることから HD34890 に付随した分子雲であると考えられ、その分子雲を見てしまったために図 4.7 のようなスペクトルが得られたのではないかと推察される。
- HD118978 と HD106797、HD279128 については、大きな分子雲の近くに天体があり、それぞれのスペクトルのピークの位置も中心速度からずれていることより、その分子雲の CO を検出してしまったのではないかと、デブリ円盤中のガスが局在しかつ激しい運動をしているため様々な速度成分を持っているので、中心速度からずれたピークを持つスペクトルが得られたのではないかと推察される。
- HD32509 については、大きな分子雲の近くに天体があり、その分子雲の CO を検出した可能性や、デブリ円盤中のガスが激しい運動をしているため様々な速度成分を持っている可能性があり、そのために図 4.6 のような 2 つのピークを持つスペクトルが得られたのではないかと推察される。
- HD28375 については、その周辺に分子雲はなかった。しかし、もし天体に付随しているガスを今回検出したならばあまりにもその速度幅が大きいため、HD28375 に付随しているガスではないガスを検出してしまった可能性と、そもそも HD28375 の中心速度が間違っているという可能性が考えられる。

以上の考察により、B、C いずれの天体も現段階ではデブリ円盤由来のガスの検出があったかどうかは断言することはできない。

5.2 上限質量

今回の観測ではデブリ円盤由来のガスの検出と断定できるには至らなかったが、質量の上限値を導出した [9]。これは、今回の rms まで下げて観測をした場合にこの質量よりは低い値となる、という一つの目安となる値のことである。

今回用いた ASTE 望遠鏡の分光計の速度分解能は 0.11km/s で、それを 7ch で SMOOTHING してスペクトルを出しているため、各速度成分ごと (0.77km/s) に質量を導出し、それを検出した場合の速度幅分足し合わせることで全速度の質量、つまりガスの総質量を導出する方法を用いた。

導出する際に用いた仮定は、以下の通りである。

- 今回の rms を 1σ とし、 3σ のガスの検出
- 検出した場合の速度幅：20km/s
- 局所熱平衡 (LTE)
- ガスの温度： $60 \pm 40\text{K}$

導出に用いた式は、以下の通りである。

$$M_{\text{H}_2} = 4.65 \times 10^{-7} \left(\frac{X_{\text{CO}}}{1.0 \times 10^{-4}} \right)^{-1} \left(\frac{d}{130\text{pc}} \right)^2 \left(\frac{\theta}{22''} \right)^2 \left(\frac{\eta}{0.5} \right)^{-1} \sum_i \left(\frac{T_{\text{A},i}^*}{1\text{K km s}^{-1}} \right) \left(\frac{T_{\text{ex}}}{25\text{K}} \right) \exp[33.2/T_{\text{ex}}] M_{\odot}$$

ただし、

X_{CO} : H_2 と CO の存在比 (10^{-4})

d : 天体までの距離

θ : ASTE の空間分解能 ($22''$)

η : ASTE の性能 (0.5)

$T_{\text{A},i}^*$: ピーク強度 (3σ を仮定)

T_{ex} : ガスの温度 ($60 \pm 40\text{K}$ を仮定)

$M_{\odot}$: 太陽質量 ($= 3.33 \times 10^5 M_{\oplus}$)

である。求めた上限質量を表 5.2 に示す。ただし、それぞれ地球質量 $M_{\oplus}$ で導出している。

表 5.2: 8 天体の質量の上限値		
天体名	rms(K)	上限質量 ($M_{\oplus}$)
HD102323	0.0057	7.27
HD106797	0.0051	0.21
HD118978	0.0055	1.04
HD279128	0.0055	3.11
HD28375	0.0081	0.56
HD32509	0.0043	0.49
HD34890	0.0371	6.95
HD65372	0.0056	1.68

第6章 まとめと今後の展望

6.1 ASTE の結果から

- ASTE 望遠鏡を用いてデブリ円盤 8 天体の CO(3-2) の探査を行った。
- 観測により得られたデータを Newstar という解析ソフトを用いてスペクトルに起こした。
- 得られた結果を用いて、A (3σ 以上の放射がなかったもの、2 天体)、B (3σ 以上の放射はあったが、天体の速度からずれていたもの、5 天体)、C (3σ 以上の放射が天体の速度と一致したもの、1 天体) にグループ分けをした。
- B、C について Dame et al.(2001) の銀河面のマップと比較し周辺環境を調査したが、デブリ円盤由来のガスかどうかの断定は現段階ではできない。
- 8 天体について質量の上限値を導出した。

6.2 今後

上述のように 6 天体についてはデブリ円盤由来のガスが検出されたのかは現段階では分かっていない。

そこで、2016 年 4 月に ALMA 望遠鏡の観測募集があるので、それに応募し追観測を行いたい。今回はポジションスイッチ法で観測を行ったが、ALMA は ASTE よりはるかに空間分解能が高いので、例えば OTF 観測のように観測しその天体の周囲まで細かく観測することで周囲の分子雲の寄与の有無を判定したり、分子雲に埋もれている可能性がある天体については 9 点観測のように観測し、分子雲由来の放射の寄与を消しデブリ円盤からの放射のみを検出できるようにするなど、観測方法を工夫しデブリ円盤由来のガスを検出したい。また、ALMA で新たなデブリ円盤のガスの探査も行うことで観測例を増やしたい。

さらに、2016 年 2 月に APEX での観測提案が受諾され、2016 年 8 月頃までには新たに 8 天体のデータが出てくるので、それを今回の結果と合わせて解析することで、16 天体のうち A、B、C それぞれに分けられる割合はどれくらいか、デブリ円盤の検出率はどれくらいか、などを調べていきたい。また図 6.1 (Hales et al. 2014) のように縦軸に CO の強度、横軸に赤外線を超過比を取り、今回の結果と合わせた 16 天体についてプロットすることで各天体の進化段階を判定し、どの進化段階でデブリ円盤のガスがなくなるのか、そして最終的にはデブリ円盤のガスの起源などを解明していきたい。

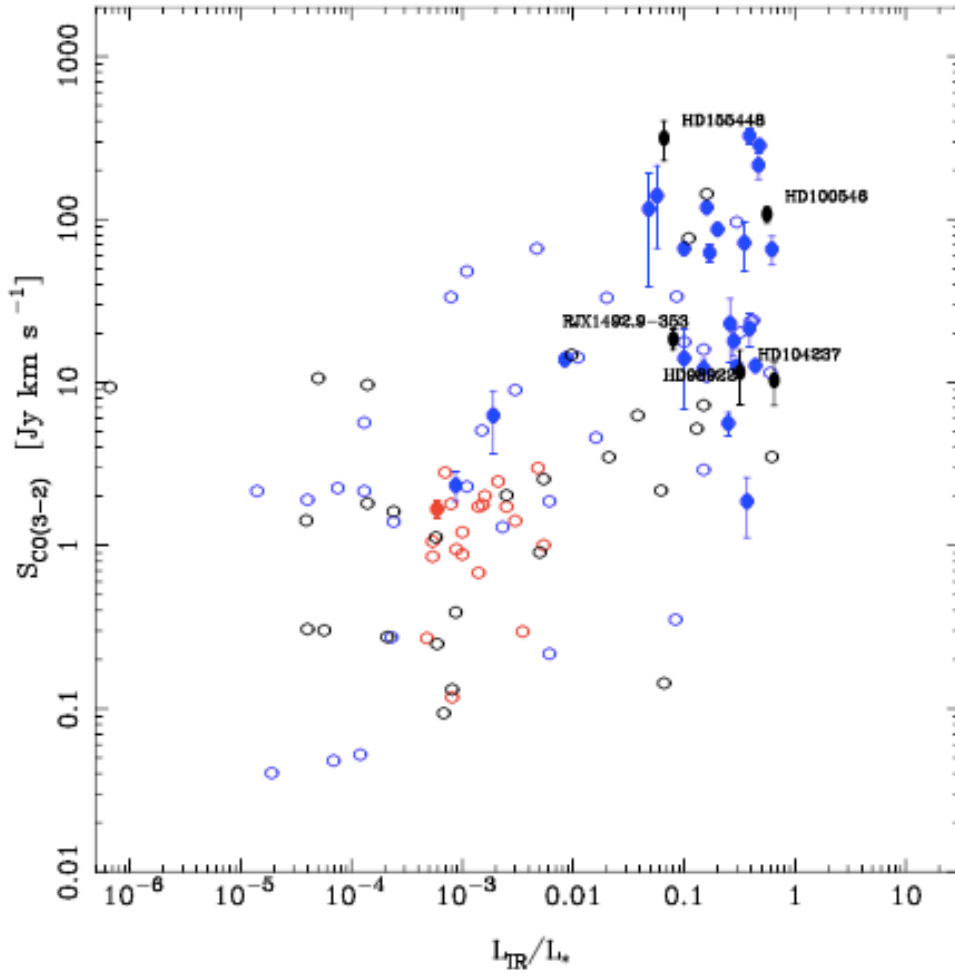


図 6.1: 原始惑星系円盤やデブリ円盤の CO の強度と赤外線超過比のグラフ。値が大きいほど若くまだガス (CO) がある。 L_{IR}/L_* < 0.01: 原始惑星系円盤、 L_{IR}/L_* > 0.01: デブリ円盤と定義されている。(Hales et al.2014)

謝辞

本研究を進めるにあたり、多くの方々の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日々のゼミにて物理学や電波天文学の基礎を丁寧にご指導いただき大変感謝しております。研究員の樋口あやさんには、観測や解析の仕方、卒研発表、卒論作成などあらゆる場面において、本当に丁寧に熱心にご指導いただきました。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、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。樋口さんのご指導がなければこの論文は完成させることができませんでした。本当にありがとうございました。また、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] 井田茂 系外惑星
- [2] 福井康雄 他 シリーズ現代の天文学 第 6 巻 星間物質と星形成
- [3] 中井直正 他 シリーズ現代の天文学 第 16 巻 宇宙の観測 II-電波天文学
- [4] 佐藤雄貴 修士学位論文 星形成領域 Aquila Rift 及び ρ -Oph L1689 に対する CCS 分子輝線マッピング観測 2014 年 茨城大学
- [5] 竹内菜未 修士学位論文 赤外線天文衛星「あかり」と近赤外線地上望遠鏡 IRSF により検出したデブリ円盤の特性 名古屋大学
- [6] Ishihara et al.2015
- [7] 国立天文台 HP ASTE プロジェクトについて (<http://alma.mtk.nao.ac.jp/aste/introduction.html>)
- [8] Dame et al.2001,ApJ,547,792D
- [9] Hara et al.2013,ApJ,771,128H
- [10] Hales et al.2014,AJ,148,47H