

# 野辺山ミリ波干渉計による原始惑星系円盤のサーベイ

## —原始惑星系円盤の成長—

大橋 永芳

〈国立天文台野辺山宇宙電波観測所 〒384-13 長野県南佐久郡南牧村野辺山〉

「私達の住む太陽系はどのようにして生まれてきたのだろうか？ この太陽系以外にも惑星系は存在するのだろうか？」これは人類にとって普遍的な問題である。最近の観測から、可視光で見えたばかりの若い星であるTタウリ型星の周囲に惑星系の基となるであろう原始惑星系円盤が見つかった。1990年代、惑星系形成の研究は大きく進もうとしている。

### 1. 原始惑星系円盤とは

太陽系起源に関する理論的研究は既に1960年代から始められていた。その代表的なモデルの一つが林忠四郎を中心とする京大のグループが提案した「京都モデル」である<sup>1)</sup>。このモデルでは、太陽系は半径が100 AU (1 AU=太陽から地球までの距離) ほどのガスと固体微粒子(ダスト)からなる幾何学的に薄い円盤から形成されたと考えられている。この円盤が今回の話の主演である「原始惑星系円盤」である。ダストは円盤内で衝突・合体を繰り返し、赤道面へと沈殿して、微惑星が形成されていく。その一方で円盤内のガスは中心星へ落下するか、あるいは円盤外部へと散逸する。これが大雑把な太陽系形成のシナリオである。このような太陽系形成のシナリオが提案されていた当時は、まさか原始惑星系円盤が実際に観測できるとは誰一人として考えなかったことだろう。ところがそのまさかが現実となってきたのである。

### 2. 見えてきた原始惑星系円盤

原始惑星系円盤が観測される現場として、現在世界中の天文学者が注目しているのがTタウリ

型星である。Tタウリ型星とは可視光で見えたばかりの若い星で、最初におうし座で発見された。Tタウリ型星が円盤を持つという(間接的)証拠はいくつかあるが、その代表的な例としてここではTタウリ型星に見られる赤外超過と中性酸素原子([OI])から出る禁制線による星風の観測の話を紹介しよう。

1983年に打ち上げられた赤外線天文衛星アイラスは、地上からは観測できない12, 25, 60, 100ミクロンの4波長帯で全天を観測した。その結果、多くのTタウリ型星が、中間赤外から遠赤外にかけて、大変大きな赤外超過を示すことがわかった<sup>2)</sup>(図1)。この赤外線は、主としてTタウリ型星周囲の冷たい(数10から数100 K)ダストが中

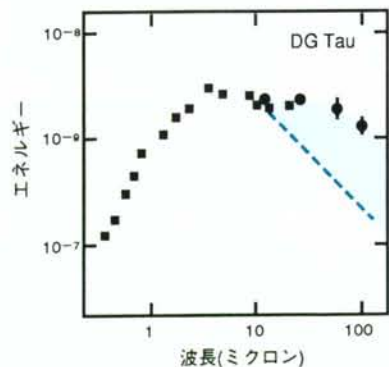


図1 Tタウリ型星のエネルギースペクトルの例。波長1ミクロンから100ミクロンにかけて大きな赤外超過が見られる<sup>2)</sup>。

Nagayoshi Ohashi: A Survey of Protoplanetary Disks with Nobeyama Millimeter Array  
—Growth of planetary disks—

心星からの光を吸収し、再放射していると考えられているが、円盤内のアクリーションによってエネルギーがダストに供給されていると考えられるものも多い。

Tタウリ型星の周囲にダストが取り巻いていれば、中心星から放射された光は吸収され、その結果、中心星は可視光では観測されないほど減光量が大きくなるはずである。実際、ミリ波帯で観測されたダストの熱放射の強度から星の近傍に存在するダストの量を見積ると、その量は中心星の光をほとんど吸収してしまうのに十分な量である。にもかかわらず実際にはTタウリ型星は可視光で観測されている。このことはダストは少なくとも球対称には分布していないことを意味する。近赤外の撮像観測などによっても、ダストの分布は円盤状をしていることが分かってきた。

Tタウリ型星の周囲のダスト分布については別の観点からも推定できる。それはTタウリ型星の特徴の一つである波長6300Åの[OI]の禁制線の観測である。この禁制線は星風の外側の密度の比較的低い部分から出ていると考えられている。この禁制線をいくつかのTタウリ型星について観測してみると、どのスペクトルも中心星の速度から青方偏移した成分、つまり、我々に対して近づいてくる成分のみしか観測されないことがわかってきた(図2a)。星風が等方的、あるいは双極的

に出ているとすると、赤方偏移した成分、つまり、我々に対して遠ざかる成分も観測されるはずである。赤方偏移した成分が観測されないということは、それが隠されていると考えることができる。この考えは、Tタウリ型星の周囲に幾何学的に薄く円盤状に吸収物質(ダスト)が分布していると考えることによりうまく説明ができる(図2b, c)。

最近では干渉計による高空間分解能観測により、Tタウリ型星周囲のダストは中心から数100AU以内に分布している様子もとらえられ、またミリ波帯でのダストの熱放射の観測からその質量は1000分の1から1M<sub>⊙</sub>(1M<sub>⊙</sub>=太陽質量)程度だということも次第に明らかになってきている。さらに、少なくとも半数のTタウリ型星が原始惑星系円盤を伴っていることもわかってきた。

### 3. 野辺山ミリ波干渉計による原始惑星系円盤の観測

以上のようにTタウリ型星周囲に原始惑星系円盤が存在することが、ほぼ確実になってきたわけだが、それではこのような原始惑星系円盤はいっ、どのように形成されたのであろうか。最近の星形成の研究によると、Tタウリ型星は可視光で見えない原始星(以下単に原始星と呼ぶ)が進化したものだと考えられている<sup>4)</sup>。原始星がTタウリ型星へと進化するならば、原始惑星系円盤は原

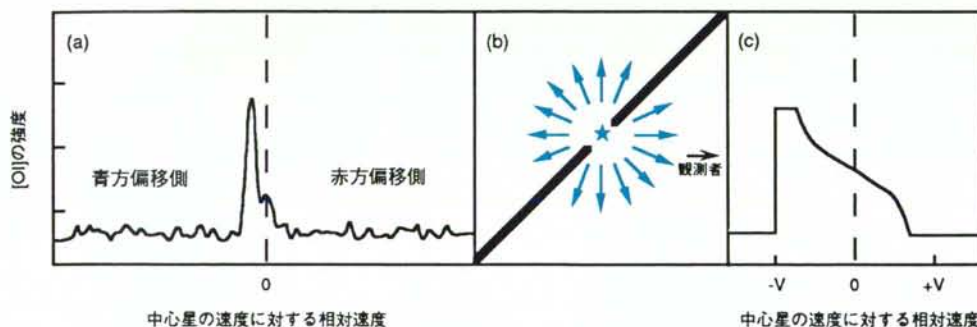


図2 (a) Tタウリ型星で観測される[OI]の禁制線の観測例<sup>3)</sup>。中心星の速度に対して青方偏移した成分のみが観測されている。(b) 観測されるスペクトルを説明する様なダスト分布。ななめの太い実線がダスト分布を示す。(c) bの様なダスト分布から予想される禁制線のスペクトル。実際に観測例と非常に良く合う。

始星段階のどこかで形成されたはずである。

Tタウリ型星と同様に、原始星周囲にも円盤が存在すると考えられている。例えば、原始星で観測されるエネルギースペクトルは、中心星と周囲の分子雲コアという2成分モデルでは中間赤外の放射が不十分なため説明できない。中間赤外を放射するような成分が必要なのである。中心星と分子雲コアの中間あたりに円盤があれば、スペクトルをうまく説明することができる<sup>5)6)</sup>。また、分子雲コアが中心星の表面まで球対称に分布していたとすると、中心星方向の減光量は1000等にまで達してしまう。しかし、観測から見積られた減光量はせいぜい数10等である。このことは中心星近傍には穴が開いていることを意味する。

この場合も中心星周囲に円盤があると考えることで、うまく説明ができる<sup>9)</sup>。実際にいくつかの原始星ではスケールは様々であるが、円盤が検出されている<sup>7)8)</sup>。

しかしながら、原始星周囲の物質の高空間分解能観測は数に限りがあり、本当に原始星周囲にもTタウリ型星に見られるような原始惑星系円盤が存在するのかは、はっきりとはしていなかった。この問題を解決するには、統計的に意味のある数の原始星について、その周囲の物質の分布を高空間分解能(1000 AU以下)で観測してやらなければならない。そこで野辺山ミリ波干渉計(NMA)によるサーベイが計画された<sup>9)</sup>。

ここで野辺山ミリ波干渉計につ

いて少し紹介しておきたい。この干渉計は5台のアンテナで構成されており、最大600 mまでアンテナの間隔を広げることができる。観測波長3 mmでは約1秒角の空間分解能を達成することが可能なのだ。今回サーベイの対象としたおうし座領域(距離=140パーセク)では1秒角は140 AUに相当する。原始惑星系円盤を分解こそできないまでも、この空間分解能があれば原始星周囲の物質分布を十分に観測できる。さらに野辺山ミリ波干渉計の強みは素子数の多さである。1度に取得できるデータ数は、干渉計のアンテナの組み合わせの数であり、5素子の場合には一度に10組のデータを取得することができる。一方、海外に

### CS (J = 2-1)

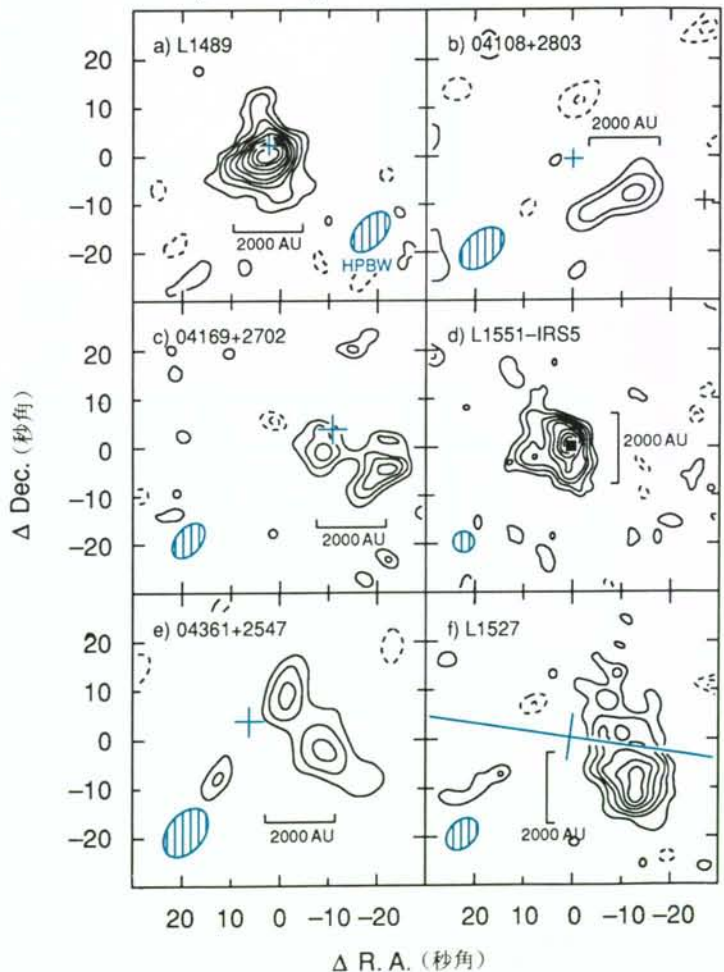


図3 NMAによって得られた原始星近傍のCSガスの分布<sup>9)</sup>。+は中心星の位置を示す。

ある他の干渉計は、(現在)素子数が3基しかない  
ので、一度に3組のデータしか取得できない。野  
辺山ミリ波干渉計は約3倍効率がよいのである。  
つまり、我々が3年でサーベイを完了したところ  
を、彼らは9年もかかることになる。素子数の多  
さがいかに重要かが良くお解かりいただけると思  
う。

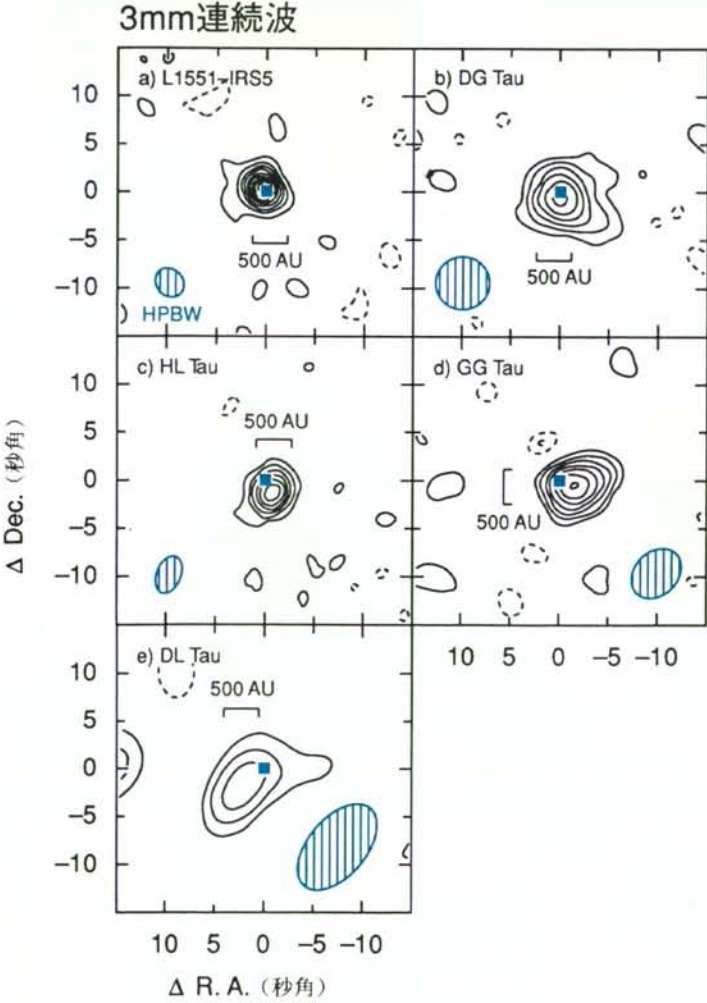
さて、観測の話に戻ろう。観測した天体はおう  
し座領域中のアイラスによって検出された19個  
の赤外線源である。その内13天体は可視光ではま  
だ見えない原始星(L1551, L1489等), 残りの6  
天体はTタウ型星(HL Tau, GG Tau等)で  
ある。13個の原始星は、おうし座領域内で現在ま

で知られている原始星候補天体の、ほとんどを  
網羅している。観測したのは波長3mmの連続波  
である。また、硫化炭素(CS)の回転準位が2から  
1への遷移も同時に観測した。3mm連続波はお  
うし座領域ではそのほとんどがダストからの熱放  
射によるものだと考えられている。一方、CS輝線  
は水素個数密度が $10^5\text{cm}^{-3}$ という比較的高密度な  
部分を観測するのに適している。

観測結果の一部を図3と4に示す。CSガスの  
分布の特徴は1000から2000AU程度に広がって  
いる点である。今回の干渉計の空間分解能で十分  
に分解されている。原始星の周囲に広がるCSガ  
スはおそらく分子雲コアの中心部を見ているもの

と予想される。一方、3mm連続波  
の分布は極めてコンパクトであり、干渉計の空間分解能(約2から10秒角)をもってしても分解され  
ていない。Tタウ型星周囲に  
見られるコンパクトな連続波源は、前節で紹介した原始惑星系円  
盤である。表に観測結果をまとめ  
た。読者の皆さんはすぐにお気づ  
きになると思うが、原始星とTタ  
ウ型星との間には次のような違  
いがある。

(1) 原始星では広がったCSガス  
が主に検出されたが、3mm連続  
波はほとんど検出されなかった。



◀ 図4 NMAによって得られた原始  
星, Tタウ型星近傍の3mm  
連続波の分布<sup>9)</sup>. ■は中心星  
の位置を示す。(a)の  
L1551-IRS5以外はすべてT  
タウ型星。

表 野辺山ミリ波干渉計による原始惑星系円盤の観測結果

	CSが検出された天体	3mm連続波が検出された天体
原始星	11天体	2天体
Tタウリ型星	2天体	5天体

(2) 逆に T タウリ型星では、原始惑星系円盤と思われるコンパクトな 3 mm 連続波が検出されたが、CS ガスはほとんど検出されなかった。

この違いについて次節で詳しく見ていくことにしよう。

#### 4. 原始惑星系円盤の成長

ダストから放射される 3 mm 連続波は光学的に十分薄い。即ち、視線方向にあるすべてのダストから放射された 3 mm 連続波を、私達は観測できる。このことは 3 mm 連続波の強度は視線上のダストの量に比例することを意味する。ダストが多ければ多いほど 3 mm 連続波は強い。これを検出し易さという点から言い換えてみると、観測しているビーム中のダスト量が多いほど検出し易いことになる。

以上のことを頭にいれて、観測結果をもう一度見てみよう。T タウリ型星では、6 天体中 5 天体で 3 mm 連続波が検出された。一方、原始星では 13 天体中たった 2 天体でしか連続波が検出されなかった。このことは、T タウリ型星の近傍には原始星近傍よりも多量のダストが存在することを意味する。今回の観測の平均的なビームサイズは半径 500 AU なので、T タウリ型星の周囲 500 AU 以内のダスト量は、原始星近傍 500 AU 以内のダスト量に比べて多いことになる。実際に観測された連続波強度から観測ビーム内の物質（ガス+ダスト）総量を推定すると、T タウリ型星の場合約  $0.1 M_{\odot}$  あるのに対して、原始星周囲には高々  $0.03 M_{\odot}$  しか存在しない。残念ながら、今回の NMA による観測だけからは、原始星周囲に T タウリ型星のようにコンパクトな原始惑星系円盤が存在するかどうかは、連続波が検出された 2 天体

を除いて分からない。しかしながらもし存在していたとしても、一般に T タウリ型星周囲に見られる円盤ほど重たくはないということが分かる。

さて、この原始惑星系円盤の質量の違いは何を意味するのだろうか。前にも述べたように、これまでの星形成の研究によると、可視光で見えない原始星が T タウリ型星へと進化すると考えられている。だとすると、上に述べた原始惑星系円盤の質量の違いは、進化段階の違いに起因するものだと考えることはできないだろうか。原始星段階は中心に向かってどんどん物質が降り積もって、中心星の質量が増加している段階（質量降着期）と考えられている<sup>10)</sup>。したがって、原始星段階に物質がどんどん中心星とその周囲に降り積もっていき、その結果、T タウリ型星周囲に重たい円盤が形成されたと考えられることができる。即ち、原始星から T タウリ型星への進化に伴って、原始惑星系円盤の質量が増加したと解釈できる。

原始惑星系円盤の成長の簡単なモデルを、NMA の観測結果と比較してみよう。ここでは最も簡単な場合として、中心星と原始惑星系円盤の質量が一定の割合で増加していく（成長率=一定）場合を考える。ただし、円盤の質量は中心星の質量の高々 10% とする。10% を越えると重力不安定により円盤が十分長い時間、安定に存在できないと考えられるからである。

中心星と円盤の成長率は以下のように見積る。原始星段階では中心星の光度は主に質量降着に伴う重力エネルギーの開放によるものと考えられている。このとき原始星の光度 ( $L_{acc}$ ) は次の式で与えられる<sup>11)</sup>。

$$L_{acc} = GM_* \dot{M} / R_* \quad (1)$$

$G$  は重力定数、 $M_*$  は中心星の質量、 $R_*$  は中心星の半径、 $\dot{M}$  は中心星の成長率である。一方、原始星の年齢を  $\tau$  とすると中心星の質量は

$$M_* = \dot{M} \tau \quad (2)$$

となる。(1)と(2)から中心星の成長率を求める式として、

$$\dot{M} = \sqrt{L_{\text{acc}} R_*} / G \tau \quad (3)$$

が与えられる。原始星と T タウリ型星との存在比はだいたい 1 : 10 程度であるから、T タウリ型星の平均的年令を  $10^6$  年とすると、原始星の寿命は  $10^5$  年程度と推定される。そこで  $\tau = 10^5$  年とする。また、 $L_{\text{acc}}$  は赤外の平均的光度から  $3 L_{\odot}$  程度、 $R_*$  は理論計算から  $4 R_{\odot}$  程度<sup>11)</sup> である。以上の値を(3)式に代入すると中心星の成長率として  $2 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$  が得られる。原始惑星系円盤の質量は中心星の質量の高々 10 % と仮定したので、円盤の成長率は中心星の成長率の高々 10 %、つまり、 $2 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$  となる。

以上のように求められた成長率を用いて原始惑星系円盤の質量の変化を追ってみよう。星形成が開始されてから  $10^6$  年たった原始星段階では、円盤の質量は高々  $0.02 M_{\odot}$  である。この値は NMA の検出限界である  $0.03 M_{\odot}$  よりも低い。そのため原始星段階では円盤は検出されないだろう。一方、この時の中心星の質量を見積ると  $0.2 M_{\odot}$  となる。おうし座領域において形成されている星の典型的質量は  $0.5$  から  $0.8 M_{\odot}$  であるので、 $0.2 M_{\odot}$  という質量は小さすぎる。したがって、質量降着は原始星段階後の T タウリ型星初期段階まで継続すると考えられる。 $3 \times 10^5$  年程度まで質量降着が継続したとすると、中心星の質量は T タウリ型星の典型的な値となる。この段階には円盤の質量は  $0.06 M_{\odot}$  まで増加し、NMA で検出できるようになる。以上のように、中心星の質量増加に伴って原始惑星系円盤の質量も徐々に増加すると考えることによって、我々の観測はよく説明できる。

## 5. 残された課題

原始惑星系円盤が見つかってきたものの、その本格的観測はまだ始まったばかりであり、原始惑星系円盤に関する問題はまだまだ山積みである。ここ数年で解決すべきいくつかの重要な観測的問題を列挙してみると、

(1) 原始惑星系円盤の形成と散逸 野辺山 5 素子

干渉計や IRAM 30 m 鏡による観測で少しずつわかってきてはいるが今後さらに観測を続け、定量的議論をする必要がある。

(2) 円盤内のガスの検出 ガスの散逸時期は惑星系形成の理論にとって大変重要である。そのためには原始惑星系円盤はガスを伴うのか、伴うならばいつ、どのように散逸するのかを明らかにしなければならない。ガスの検出は円盤の質量決定の点から見ても緊急の課題である。つい最近、アメリカのストローム夫妻らは、おうし座 GG 星 (GG Tau) において野辺山 45 m 鏡を用いて原始惑星系円盤からの一酸化炭素 (CO) ガスを、世界で初めて検出することに成功している。その後の野辺山ミリ波干渉計による観測は、このガス円盤の空間分布を見事に描き出した。

(3) ダストの成長 原始惑星系円盤内のダストの光学的特性は星間空間中のそれと違うと言われているが本当なのか。もし本当だとすればその違いはダストの成長でうまく説明できるのか。野辺山宇宙電波観測所にある 45 m 鏡と 5 素子ミリ波干渉計は、原始惑星系円盤を観測するのに世界で最も適している装置である。さらに日本には京都モデルを作り上げた惑星系形成の理論的土台がある。原始惑星系円盤の研究において日本は極めて有利な立場にあると共に、その責任は大変重大である。

## 参考文献

- 1) Hayashi, C. et al. 1983, in 'Protostars and Planets II', eds. D. C. Black & M. S. Matthews (Arizona Press) p. 1100.
- 2) Rucinski, S. M. 1985, *Astron. J.*, **90**, 2321.
- 3) Appenzeller, I. et al. 1984, *Astron. Astrophys.*, **141**, 108
- 4) Beichman, C. A. et al. 1986, *Astrophys. J.*, **307**, 337
- 5) Adams, F. C. et al. 1987, *Astrophys. J.*, **312**, 788
- 6) Myers, P. C. et al. 1987, *Astrophys. J.*, **319**, 340
- 7) Kaifu, N. et al. 1984, *Astron. Astrophys.*, **134**, 7
- 8) Keene, J. et al. 1990, *Astrophys. J.*, **355**, 635
- 9) Ohashi, N. et al. 1991, *Astron. J.*, **102**, 2054
- 10) Fukui, Y. et al. 1989, *Nature*, **342**, 161
- 11) Stahler, S. W. et al. 1980, *Astrophys. J.*, **241**, 637