

# 星の「たまご」をさがす

水野 亮・大西 利和

〈名古屋大学理学部 〒464-01 名古屋市千種区不老町〉

名古屋大学の4 m 電波望遠鏡および国立天文台野辺山の45 m 電波望遠鏡を用い、星の母体である分子雲コアの系統的な探査を行った。その結果、可視光や赤外線で見つけられない、星形成直前の段階にある分子雲コア＝「星のたまご」6個を初めて検出した。

## 1. はじめに

銀河系内には約2千億個の星があります。夜空に見える星の大部分は水素の核融合反応で燃えている主系列星と呼ばれるもので、太陽質量程度の星は、約100億年の寿命を持っています。主系列星の寿命は、だいたいその質量の3乗に反比例して短くなり、太陽の10倍程度の星だと1000万年程度になります。それでは、それらの星はどのようにして生まれるのでしょうか？ 星は、宇宙空間にあるガス（大部分が水素）が自己重力で収縮して生まれます。一方、ガスの乱流・回転、磁場による圧力などが重力に抗して、収縮を妨げようとします。星が生まれるメカニズムを解明することは、この収縮しようとする力と収縮を妨げようとする力とのバランスがどのような条件で、またどのようにして破れていくかを明らかにすることにほかなりません。しかし、そのメカニズムの詳細はまだ十分解明されていないというのが現状です。星がガスの塊（かたまり）から誕生するには、数千万年の年月を要します。100億年の寿命から見ればほんの一瞬ですが、人間の一生に比べれば随分長い時間です。そのような長い時間を要する現象を研究するとき、天文学者は「統計的」手法を用います。様々な進化・成長段階にある星形成領域の観測データをもとに、ガスから星へと変化していく様子を統計的に解明しようというもので

す。

## 2. 星の母体＝分子雲コア

銀河系内のガスの平均密度は $1\text{ cm}^{-3}$ の中に水素原子が1個位で、星が生まれる場所は、ガスの密度が $1\text{ cm}^{-3}$ あたり100個～1,000個と高くなっています。そのような場所では、水素は2個結合して水素分子として存在しているため、星間分子雲と呼ばれます。星間分子雲には、ガスの質量の1%程度の塵粒子が存在します。太陽系近傍の分子雲ではその塵粒子が背後の星からの光をさえぎるため、しばしば黒いシミ＝「暗黒星雲」として



図1 分子雲コア探査のフローチャート。下にいくほどサイズが小さく、密度の高い領域を観測することができる。 $^{13}\text{CO}$ 、 $\text{C}^{18}\text{O}$ （上の3つ）の観測は名古屋大学の4メートル鏡で行った。



観測されます。しかし、暗黒星雲が分子雲であり、星が形成される母体であるということは、1970年代に入り、分子から放出されるミリ波（波長が数ミリの電波）のスペクトル線が観測されるようになって初めて明らかになってきたことです。

1974年頃から、一酸化炭素分子(CO)から出てくる波長2.6mmのスペクトル線を使った観測が本格化しました。はじめは光で見える星形成領域、たとえば電離水素(H II)領域が見られる大質量星の形成領域がよく観測されました。しかし大質量星は、冒頭でも述べたように進化のタイムスケールが早く、個数も小質量星よりもずっと少ないため、星形成段階にあるサンプルを多く検出し、統計的に研究するのはそれほど簡単ではありません。また、電離水素領域の形成をみてもわかるように、大質量の星形成はその近傍に大きな影響を与え、話をさらに複雑にします。

そこで、星の形成過程を統計的に調べるには、進化が遅く、まわりへの影響の少ない質量の小さな星の方が調べやすいということになります。そのような中小質量の星が生まれている場所は、分子雲の中でもさらに密度が $10,000$ 個 $\text{cm}^{-3}$ 程度と高く、大きさが1光年程度のガスの塊で「分子雲コア」と呼ばれています。分子雲コアの先駆的研究は米国のマイヤース(P. Myers)他によって、1980年代の初めから行なわれるようになりました<sup>1)</sup>。マイヤースは光で見える小さな暗黒のシミに電波望遠鏡を向け、分子雲コアを見つけていきました。しかし、その後10年以上経た今でも、分子雲コアの中でどのように星が形成されるかは、十分明らかになっていません。その最大の原因は受信器の感度にありました。

### 3. 世界最高感度の受信器と 広域掃天観測

星間分子からのスペクトル線の多くは、波長が数ミリメートルのミリ波帯にあります。この波長帯は一般の通信・放送で用いられているものより

ずっと波長が短いため、適当な市販品はありません。そこで研究者が自らの手で観測装置を作り上げる必要があります。観測に必要な時間は、受信器で生じる雑音の大ききの2乗に比例するため、たとえば受信器の雑音が3分の1に減ると、約1桁短い観測時間で観測することができます。このような意味で、受信器の低雑音化は、ミリ波電波観測では、非常に本質的な意味があります。

名古屋大学でも、受信器の低雑音化を目指し、冷却半導体受信器の開発を経て、1984年ごろから、超伝導を用いた受信器の開発を行なってきました。超伝導を使った受信器はほとんど熱雑音がゼロの理想的な受信器です。1989年には、雑音が理論的な量子限界に迫る受信器の開発に成功し、世界一の感度で観測することが可能となりました。

名古屋大学の4メートル電波望遠鏡は、高感度の受信器に加えて、広い範囲を短時間で観測できる小口径望遠鏡であるという特長を持っています。電波望遠鏡は、光学望遠鏡とは異なり、1回の観測で2次元的なイメージをとることはできません。1点ずつ天空を埋めていき、数百数千点ものデータが得られて初めて1枚の電波地図ができるのです。小口径の電波望遠鏡は、1点の大きさ(=ビームサイズ)が比較的大きい(4m鏡の場合は波長3ミリメートルで約3分角)ため、短時間で広い範囲を観測できます。大口径の電波望遠鏡は1点の大きさが小さく、ある限られた範囲内の詳細なガスの分布の観測には威力を発揮しますが、その反面広い範囲を観測するのには不向きです。

星形成を統計的に調べるには、サンプルをできるだけ多く公平に取得することが必要です。その目的のためには、少しでも広い範囲が観測できたほうが好都合です。もっとも、対象天体を十分分解できるだけの角分解能が必要なことは言うまでもありません。4m鏡の3分角の分解能は、近傍の星形成領域を検出するには、ちょうど適当な大き



さです。名古屋大学のグループでは、上に述べたような4m鏡の特長を活かして、5年程前からミリ波分子スペクトル線による星形成領域の広域掃天探査を行ってきました。この探査は、均一の感度で、ある領域をくまなく観測する(掃天する)ものです。広域掃天探査は、今回報告するおうし座の他に、へびつかい座、オリオン座などでも行われてきています。

このような広域掃天観測を行うと、星が生まれる直前の分子雲コアを検出することが可能になります。ガスが収縮してこれからまさに中心に星の赤ちゃん「原始星」が形成されようとする段階は、密度の高い小さなガスの塊があるだけで、可視光や赤外線で輝く天体が見られないはずで、そこで、星形成のごくごく始めの段階を探し出すには、電波で探すよりほかに有効な手段がないのです。

#### 4. おうし座分子雲の大局的な構造と星形成

##### コロンビア大学による $^{12}\text{CO}$ 観測

太陽系に最も近い分子雲のひとつであるおうし座の暗黒星雲は100個あまりの若い星が観測されており、星形成のメカニズムを研究する上で最適

の領域のひとつです。このおうし座全体の分子ガスの観測は、米国のコロンビア大学のウングヘルヒトとサディウス(Ungerechts & Thaddeus)が $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$  (以下 $^{12}\text{O}$ )で1.2mの電波望遠鏡を用いて、はじめて行ないました。その結果は1987年に発表され<sup>2)</sup>、おうし座全体の分子雲の大局的分布を示したものとして今でも利用されています。しかし、このデータは角分解能が30分角と大きく、 $^{12}\text{CO}$ は密度が高いところでは強度が飽和してしまうため、星が形成されている分子雲コアの探査のためには必ずしも十分なものではありませんでした。

##### 名大4m鏡による $^{13}\text{CO}$ 8分角間隔広域観測

そこで、名古屋大学の広域掃天観測は、 $^{12}\text{CO}$ よりも約2けた存在量の少ない $^{12}\text{C}$ が $^{13}\text{C}$ に置換した同位体分子である $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ (以下 $^{13}\text{CO}$ )を用いて行うことにしました。存在量が少ない分だけ、 $^{13}\text{CO}$ は $^{12}\text{CO}$ よりも強度が飽和しにくく、密度が高い領域を探査するのに適しています。最初は3分角のビームに対し、8分角の間隔でできるだけ広い範囲を観測しました。コロンビア大学の観測とほぼ同じ範囲をカバーし、コロンビア大学の観測では分解できなかった個々の星形成領域の分布を明らかにしました。

##### 分子ガスと若い星の分布

この8分角間隔の観測をもとに、さらに11度×8度の領域を2分角間隔で詳細に観測しました。図2にその $^{13}\text{CO}$ 電波強度図を示します。総観測点数は、3万8千点にもなります。3年

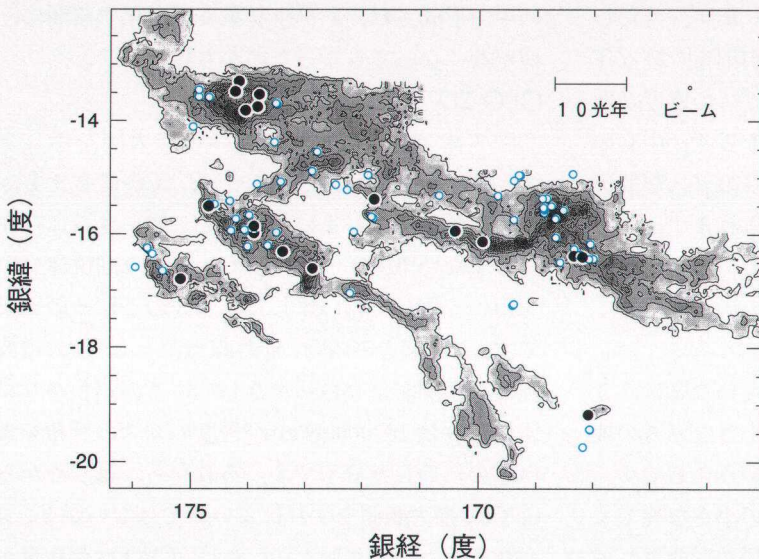


図2 名古屋大学4メートル鏡によるおうし座領域の $^{13}\text{CO}(J=1-0)$ 積分強度図。黒丸は、遠赤外線点源、青丸はTタウリ星の位置を示す。



がかりで観測したものです。この観測により、太陽の約 7000 倍の質量のガスの分布が明らかになりました。その結果、この領域の分子雲の特徴として、ガスの分布が球状ではなく、細長い紐状の分布をしていることがはっきりしてきました。しかもスペクトル線のドップラーシフト量から、その紐は 1 本ではなく、速度が異なる複数の紐が視線方向に重なっていることまでわかりました。

おうし座領域には、3つの大きなガスの塊があり、紐状の分子雲はそれらをつなぐように延びています。大きな塊の質量は太陽の 500 倍から 1000 倍程度です。図には主系列星になる前の若い星（周囲を塵で取り囲まれた遠赤外線点源および薄いガスを伴った前主系列段階にある T タウリ星）の位置が示してあります。

大きな塊には、それぞれ 10 個から 20 個の若い星が付随しています。若い星の質量が太陽と同程度だと仮定すると、ガスの 1 ないし 2 % が星になっている勘定になります。おうし座全体としてみると、若い星の半分近くが 3 つの塊に集中しており、これらが活発な星形成領域であることがわかります。ただし若い星の中でも少し進化の進んだ段階にある T タウリ星の分布は広がっており、ガスの密度が低いところにも多く見られます。おそらく、中心の若い星が成長していくうちにまわりのガスが散逸し、ガス密度が低くなったと考えられます。すなわち、分子雲は T タウリ星の年齢である数百万から数千万年のタイムスケールでその形状を変えていると考えることができます。

また、ここで一つ注意しておきたいことは、3 つの塊以外の、ポツンと孤立した小さなガスの塊にも若い星が付随したのもあるということです。これらは質量が数十太陽質量程度の小さな塊ですが、そのような小さな塊の中でも星が形成されて

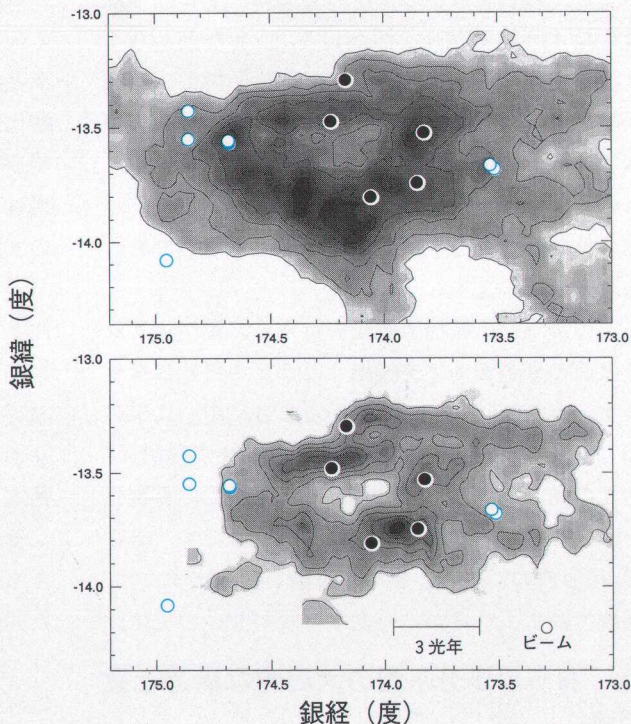


図3 図2の左上のガスの塊 (Heiles Cloud 2 領域) の拡大図。上が $^{13}\text{CO}$ 、下が $\text{C}^{18}\text{O}$ の積分強度図。観測はともに名古屋大学 4メートル鏡による。黒丸は、遠赤外線点源、青丸は T タウリ星の位置を示す。

いることを意味します。ほとんどガスが付随していない T タウリ星は、そのような小質量のガス塊の中で形成され、T タウリ星まで進化する間に、塊がなくなってしまったのかもしれない。

### $\text{C}^{18}\text{O}$ コアと星形成

図3に3つの塊の中の1つの拡大図を示します。電波強度の強いところでは、 $^{13}\text{CO}$ でさえも、強度が飽和してしまいます。そこで、さらに存在量の少ない $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$  (以下 $\text{C}^{18}\text{O}$ ) という同位体分子を用いて観測を行いました。図3の下がその結果です。この図をみると、赤外線点源と $\text{C}^{18}\text{O}$ の電波強度の相関がよりはっきりしているのがわかります。 $\text{C}^{18}\text{O}$ は $10,000 \text{ cm}^{-3}$ 程度のガスの分布を調べるのに適した分子です。それなら、はじめから $\text{C}^{18}\text{O}$ で掃天観測をすればよいのではないかと、思われるかもしれません。しかし、 $\text{C}^{18}\text{O}$ は存在量が



少ない分だけ電波強度も $^{13}\text{CO}$ の約3分の1から5分の1程度と弱く、観測に時間がかかります。だから、 $\text{C}^{18}\text{O}$ でいきなり掃天観測をするのは、かえって時間の浪費になってしまいます。まず $^{13}\text{CO}$ で観測し、1,000個 $\text{cm}^{-3}$ 程度のガスの分布をおさえ、それをもとに観測領域を絞り込むことにより、効率的にかつ見落としなく高密度領域を検出することができます。現在までの $\text{C}^{18}\text{O}$ の総観測点数は約7000点で、2分角の間隔でデータを取得し約8平方度をカバーしています。 $\text{C}^{18}\text{O}$ で見える分子ガスの塊を我々は「 $\text{C}^{18}\text{O}$ コア」と呼んでいます。 $\text{C}^{18}\text{O}$ コアは、質量は太陽の20倍程度、密度は7,000個 $\text{cm}^{-3}$ 、大きさは1光年程度のガスの塊です。

しかし、観測データを注意深く見ると、 $\text{C}^{18}\text{O}$ が強く、密度が高いにもかかわらず、若い星が付随していないガスの塊がいくつか存在していることがわかりました。これこそ、近い将来重力収縮が始まろうとしている、星の「たまご」かもしれません。そこで、我々は、この $\text{C}^{18}\text{O}$ のデータをもとにして、4m鏡では分解できない、詳細なガスの分布をしらべるため、国立天文台野辺山宇宙電波観測所の45m電波望遠鏡で観測を行うことにしました。

## 5. 星のたまごを探す

### 高密度ガスのトレーサ

野辺山での観測は、ホルミルイオンの同位体分子( $\text{H}^{13}\text{CO}^+$ )とシクロプロペニリデン分子( $\text{C}_3\text{H}_2$ )を用いて行いました。これらの分子は、密度が100,000個 $\text{cm}^{-3}$ 近くの高密度にならないと電波を放出しない分子です。そのため、密度が局所的に非常に高くなっている星形成直前の分子雲コアを検出する目的には最適の分子スペクトルであるといえます。これらの分子スペクトルを用いると野辺山の45m望遠鏡の角分解能は約2.0秒角になり、これは約0.04光年、約3,000天文単位の長さに相当します。我々が2つの分子を観測に用いたのは、化学的性質の異なった分子の観測から、1つ共通した結果がでてくれば、それは化学的な効果には無関係の結論であるといえると考えたからです。観測の結果は、2つの分子の間で細かい違いはあるものの、このあとで問題にする星形成直前のガスの塊=星のたまごの物理的性質には大きな違いがありませんでした。

### 「星のある」コアと「星のない」コア

さて、実際の観測ですが、4m鏡の $\text{C}^{18}\text{O}$ の観測結果をもとに、若い星の付随していない $\text{C}^{18}\text{O}$ コアと若い星の中でもより若い遠赤外線源の付随し

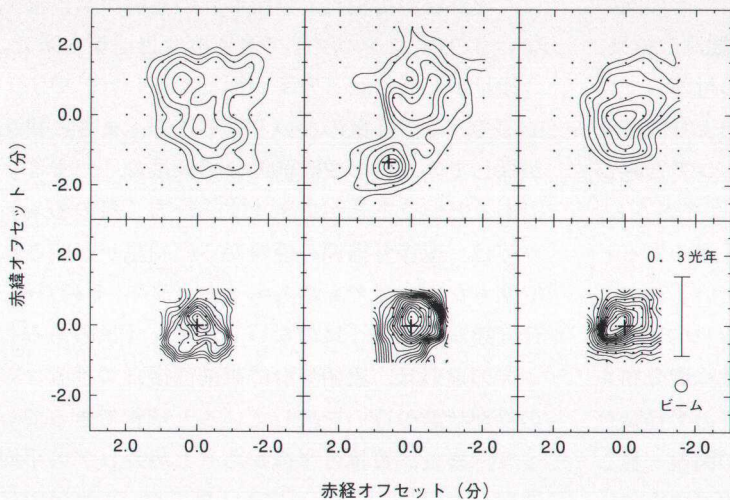


図4 野辺山45メートル鏡による「星のない」コア(上)と「星のある」コア(下)の例。 $\text{H}^{13}\text{CO}^+(J=1-0)$ 積分強度図。小さい黒丸は観測点、青い十字は遠赤外線点源の位置を示す。



表1 「星のない」コアと「星のある」コアの平均的な物理量。

	半径 (光年)	線幅 (km/s)	質量 (太陽質量)	密度 ( $\times 10^4$ 個/cm <sup>3</sup> )
星 "なし"	0.3	0.5	5	4
星 "あり"	0.1	0.7	3	50

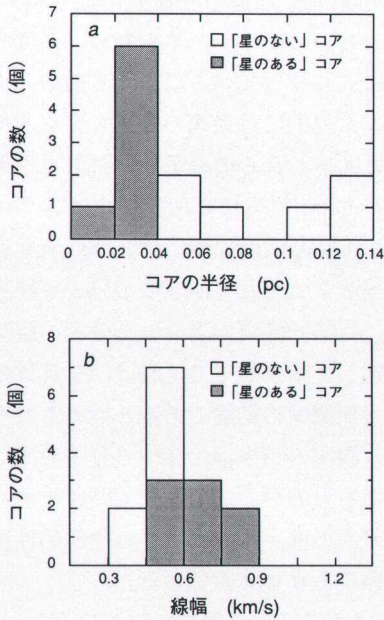


図5 野辺山45メートル鏡 H<sup>13</sup>CO<sup>+</sup> (J=1-0)で観測したコンパクトコアの半径(上)と線幅(下)のヒストグラム。

ている C<sup>18</sup>O コア, 約 65 個を選び出し, その内の約 45 個の候補天体を観測しました。観測の結果, 若い星に付随したものの 9 個と若い星の付随していないもの 6 個で, C<sup>18</sup>O コアに埋もれたより高密度でコンパクトなコア (以後コンパクトコアと呼びます)が検出されました。コンパクトコアのうち, 遠赤外線点源が付随しているものを「星のある」コア, 付随していないものを「星のない」コアと呼ぶことにします。図4に, 「星のある」コアと「星のない」コアそれぞれの典型的な電波強度分布を示します。また図5にコンパクトコアの半径及び線幅のヒストグラムを示します。この図を一見してわかることは, 「星のある」コアはすべて小さい

ということです。表1に「星のある」コアと「星のない」コアの平均的な物理量がまとめてあります。「星のある」コアは「星のない」コアの約3分の1の大きさです。一方, スペクトル線の速度幅は「星のある」コアのほうが4割程度大きくなっています。スペクトル線の幅は, ガスの内部運動の大きさを示しています。表1の質量は, コアの内部運動のエネルギーと重力エネルギーがつりあって平衡状態にあるとして求めた運動学的質量です。これまでの我々の観測では, 分子雲の多くは, この平衡条件をみたしています。ただ, 重力的に不安定で星が形成されつつある高密度コアでこのような平衡状態が成り立っているかは保証の限りではありません。実際, 「星のある」コアで線幅が広がっているのは, 平衡状態が破れ, 原始星に降り積もっていくガスの運動をみているのかもしれませんが, しかし, 線幅が4割程度変わっても, 質量は2倍しか違ってきません。よって, 「星のない」コアと「星のある」コアは2倍程度の誤差の範囲内で, ほぼ同程度の質量を持っているといえます。

### 星形成初期段階の分子雲コアの進化

以上でのべたように, 「星のない」コアと「星のある」コアは, サイズは大きく異なっていますが, 質量は同程度で太陽の数倍です。「星のない」コアは, 赤外線が可視光では星形成の兆候がまったくないものの, コンパクトで高密度な自己重力系で, 今後星が形成される確率が極めて高いコアです。そこで, この「星のない」コアこそ, まさに我々が探していた星形成直前のコア=星の「たまご」であるということができます。一方「星のある」コアは, 遠赤外線源の性質から原始星が形成されて間もないコアであると考えられます。そのため, 今回観測された「星のない」コアと「星のある」コアの違いは, 原始星形成直前直後におけるコアの物理状態の違いを表していると解釈できるでしょう。また, 質量と半径からもとめたコアの平均密度は, 「星のある」コアと「星のない」コアでは



ぼ1けた違います。「星のない」コアが「星のある」コアに進化するまでにコアが収縮し、これだけの密度の上昇が起こると解釈されます。

我々の観測以前はベンソンとマイヤース (Benson & Myers 1989<sup>3)</sup>) がアンモニア分子の観測から「星のある」コアと「星のない」コアの議論をしています。しかし、彼らは、「星のある」コアのほうが大きいという結論を得ています。これは、ガスが収縮して星が形成されるという理論的な予測と矛盾し、理解に苦しむ結論でした。その原因としては、彼らの観測の角分解能が1.5分角と悪かったため、複数の隣接したコアをまとめて一つのコアと見なしていた可能性が考えられます。今回の我々の結論は、この矛盾を解決し、星形成にいたるガス塊を初めて特定したもので、今後の理論的研究に観測的制約を課していくものと考えられます<sup>4)</sup>。

## 6. 残された問題点と今後の研究

今回の観測により、星形成初期の分子雲コアの物理状態について、観測的なイメージをあたえることができました。しかし、20秒角の分解能は、おうし座全体を観測するには小さすぎ、統計的に完全なサンプルを得るところまでは到達していません。コアの進化のタイムスケールを高い確度で推定するためには、コンパクトコアのより完全なサンプルが必要となってきます。また、領域ごとにコアの物理量に違いはあるのでしょうか？ もしあるとすれば、その違いを決めているものはなんでしょうか？ コンパクトコアの質量、中心集中度、スペクトル線の幅などにどのような違いがあるのでしょうか？ また、コンパクトコアは、C<sup>18</sup>O コアの中にあり、C<sup>18</sup>O ガスからの外圧を受けています。まわりのガスの密度や運動状態はどうなっているのでしょうか？ より多くのサンプルから統計的にそれらの関係を調べていく必要があります。それらの統計から、星形成が始まるための条件、星の質量を決めている条件等が、次第

に、より詳細に解明されていくはずですが。

また、「星のない」コアの中には、実は星形成が始まっているが、原始星がまだ十分成長していないために現在の赤外線観測の感度では検出できていないものがあるかも知れません。そのような暗く若い原始星は、タイムスケールが短いため見つかる確率は低いのですが、見つければごく初期の原始星の状態を調べる上で重要な意味をもちます。そのような原始星は、今回の「星のない」コアのようなサンプルをターゲットにしないと見つからないものです。実際我々は、1995年に打ち上げられる赤外線宇宙天文台 (ISO) でそのような微光赤外線天体の探査を行う予定です。

星形成初期の分子雲コア・原始星の物理状態は、まだまだ解明すべき点が多く残されています。今、観測的にそれを解明するための一歩が踏み出されたわけです。

## 参 考 文 献

- 1) Myers P. C., Linke R. A., Benson P. J., 1983, ApJ 264, 517  
Myers P. C., 1985, Protostars and Planets II, eds. Black D. C. & Matthews M. S., (Univ. Arizona Press, Tucson), 81; 等
- 2) Ungerechts H., Thaddeus P., 1987, ApJ 286, 529
- 3) Benson P. J., Myers P. C. 1989, ApJS 71, 89
- 4) Mizuno A. et al., 1994, Nat 368, 719

### A search for dense cores at the earliest stages of star formation.

Akira MIZUNO and Toshikazu ONISHI

Department of Astrophysics, Nagoya University, Nagoya

Abstract: We have made systematic surveys for dense molecular cores with the Nagoya 4m and Nobeyama 45m telescopes. Fifteen compact dense cores were detected. Six of them are not associated with any signature of star formation in the optical and far-infrared wavelengths. The remaining 9 cores are associated with far-infrared sources, candidates of the youngest protostars. We inferred the evolutionary trend of dense cores in the earliest stages of star formation by making a comparison between the starless cores and cores with far-infrared sources.