

# 「見つかった分子雲コアから原始星へのミッシングリンク」

古 屋 玲

〈アルチエトリ天文台・イタリア共和国フィレンツェ市〉

e-mail: furuya@arcetri.astro.it

もっとも若いとされる原始星、クラス0天体と星なし分子雲コアの決定的な違いは、クラス0天体におけるCO分子流の存在である。それでは、両者の中間の進化段階にある天体は存在するのだろうか？そして、どのような特徴をもつのであろうか？この疑問に答えるための格好の実験室、S106 FIR 一長さわずか25天文単位の「マイクロジェット」を持つが、発達したCO分子流を形成するに至らないもっとも若い原始星へ案内しよう。

## 1. 星形成のシナリオ — 原始星の段階

### 1.1 中小質量星の誕生とジェットの役割

星の一生は、その星が生まれたときに持っている質量で運命付けられる。では、何が星の質量を決めるのであろうか？星の誕生の舞台である希薄な星間ガスは、水素の存在形態によって3つの相に分けられる。即ち、水素が中性原子で存在するHI領域、イオン化している領域で明るい星の周囲にあるHII領域、 $H_2$ 分子として存在する分子雲である。分子雲の中では、激しい乱流運動と磁場によって分子雲が自身の重力（自己重力）でつぶれるのを抑えていると考えられる。しかし、衝撃波の通過などのきっかけで、そのバランスが崩れると、分子雲の一部がシート状に圧縮され、シートがフィラメント状分子雲に分裂、さらには分子雲コアへと分裂する。自身の重力によって分子雲コアは、ますます多くの星間ガスを集め、物質の自由落下（質量降着）が進む。分子雲コアの中心部ほど落下速度が大きいので、中心に原始星のコアが形成され、その周りのガスの降着が遅れて続く、と考えられている<sup>1)</sup>。

これらの若い星の周りには降着円盤が形成されており、それと垂直な方向に原始星ジェットが見

られる。原始星ジェットは、原始星のごく近傍0.1AU付近（あるいは、それ以下）で噴出していると考えられており<sup>2)</sup>、物質が降着するための妨げとなる角運動量を星の遠方に輸送し、降着を促進させる役割がある。その一方、ジェットが周りの物質を引きずって形成される分子流は、母体の分子雲コアを破壊し（散逸させ）降着を停止させてしまう。このように降着と分子流による分子雲コアの散逸のバランスによって誕生する星の質量は大きく左右される、と考えられている。

さて、質量が太陽質量の8倍を超える大質量原始星は進化のスピードが早い。即ち、中心星への質量降着が終了しないうちに、星内部での水素核融合が開始される。これに対し、中小質量原始星は水素核融合が始まるまえに、質量降着はおおむね終わってしまい、中心星が準静的に収縮を続ける時期がある。このように中小質量原始星は進化のスピードが遅いため、個々の現象を切り分けて、観測的に研究しやすく、次に紹介するような進化のシナリオ（分類）が描かれている。

### 1.2 若い星の進化とクラス0天体

現在、広く受け入れられている中小質量の若い星の進化分類は、エネルギースペクトル (SED) に

表1 中小質量原始星からの質量放出現象のまとめ

	中性ガス			電離ガス	
	CO分子流		中性風	光学ジェット	電波ジェット
	低速～高速	超高速			
大きさ (AU)	$10^4 \sim 10^6$		$10^5 \sim 10^7$	$10^4 \sim 10^6$	$10 \sim 10^2$
速度 ( $\text{km s}^{-1}$ )	$\lesssim 20$	$40 \sim 100$	$\sim 200$	$\sim 200$	$\sim 300$
質量放出率 ( $M_{\odot}\text{year}^{-1}$ )	$10^{-7} \sim 10^{-6}$		$10^{-8} \sim 10^{-7}$	$10^{-8} \sim 10^{-7}$	$10^{-9} \sim 10^{-8}$
観測輝線					
原始星	CO	CO	HI	—	自由-自由放射
おうし座T型星	CO	—	HI	[OI], [SII], NaD	自由-自由放射

よるものである<sup>3)</sup>。近赤外線域、 $2.2 \sim 12\mu\text{m}$  帯でのSEDの傾きによって、若い順にクラス0, I, II, そしてIIIにわけられており、総称して若い星(YSOs)と呼ぶ。この分類が提唱された1984年当時は、クラスI, II, IIIしかなかったが、サブミリ波天文学の発展によって、近赤外線でも検出されないほど深く分子雲に埋もれた若い星が発見され、“クラス0”という新しい範疇が提唱された<sup>4)</sup>。クラス0天体は、もっとも若い進化段階とされ、年齢は $10^4$ 年以下と考えられている\*。

クラス0天体のSEDは低温(70 K以下)の単一黒体輻射でよく近似できる。これは中心星の周りをトーラス状に厚く取り巻いているダストに起因し、星と円盤からの放射はさえぎられているためである。星なし分子雲コアとクラス0天体は、SEDの観点からは温度の違いしかない。しかし、双極

分子流の有無により両者は明確に区別される。低温の単一黒体輻射でよくフィットできることは大量の星周物質の存在を示し、分子流の存在は原始星がすでに形成されていることを意味する。これらの事実から、クラス0天体は質量降着のもっとも盛んな時期にある、と考えられている<sup>4)</sup>。中心星がクラスI期まで進化すると、そのSEDには円盤と星からの放射が近赤外線域に見え始める。これは、クラスI天体は質量降着の盛んな時期を過ぎ、星周物質の散逸がクラス0天体に比べ進んだためと考えられている\*\*。

### 1.3 原始星の進化を支配する

#### 超高速ジェット状分子流

1980年、CO分子の回転遷移 $J=1-0$ の観測によって、Snellらはおうし座分子雲中のクラスI天

\* クラスI, II, III天体の寿命は、それぞれ $10^5$ ,  $10^6$ ,  $10^7$ 年と見積もられている。クラスI, II, III天体は、(狭義の)原始星、古典的おうし座T型星、弱輝線おうし座T型星にそれぞれ対応する。原始星という言葉は、クラス0, クラスI天体の総称として使われることが多く、本稿でもそれに従う。

\*\* クラスII天体では中心星へのガスの降着は終わり、もはや分子流は観測されない。SEDは近赤外域で強くなっており、赤外超過と呼ばれる。赤外超過は星を取り巻く原始星惑星系円盤に起源すると考えられている。中心星がクラスIIIにまで進化すると、原始星惑星系円盤内では惑星が形成されていると考えられ、天文学と惑星科学を巻き込んだ大きな研究対象となっている。なお、天体と観測者の位置関係によっては、クラスI天体でもクラス0天体と区別されてしまうようなSEDを示すことが知られている。このように問題点があるため、SEDによる分類に疑問をささむ研究者も多いことを付言しておきたい。

体, L1551-IRS5 に双極分子流を発見した<sup>5)</sup>。これ以降, 双極分子流は続々と見つかり, その数は 200 を数える。通常, 観測される CO ガスは中心の原始星と考えられる遠赤外線源から対称に伸びた双極状の分布をし, 視線速度は原始星を基準にしたときに, 我々から遠ざかる成分と, 我々に近づく成分にわかれる。中心星の光度から推定される質量では, 観測されたガスを重力的に束縛できないため, 原始星からのガス流と解釈するのが自然である。実際, 分子流が周囲の物質に衝突した痕跡と考えられる衝撃波面が  $H_2v = 1-0$  で撮像されている。さらに, 分子流や光学ジェットと平行に, 電波ジェットと呼ばれる水素の電離ガスの自由-自由放射が, センチ波帯で観測されることが多い。表 1 に若い星に見られるさまざまな質量放出現象をまとめた。これからわかるように, CO 分子流は質量放出率の点から見て, 質量放出現象の重要な担い手と分かる。

さて, 1990 年代にはいって, 感度の改善の進んだ電波望遠鏡によって描き出された分子流の姿は, 80 年代のそれとはずいぶん異なるものであった。原始星の速度に対して  $40 \text{ km s}^{-1}$  以上と高速で,  $100 \text{ km s}^{-1}$  に達するものさえ, クラス 0 天体に発見され, 超高速ジェット状分子流と名づけられた。超高速分子流の形状は長短軸比が 10 を超えるなど細く絞り込まれているのが最大の特徴であり, 圧倒的にクラス 0 天体に多く見られる。図 1 にクラス 0 天体 HH 211 の CO 分子流の例を示す<sup>6)</sup>。図 1 上の低速の分子流は広がった構造を持つのに対して, 図 1 下の高速分子流は細く絞り込まれたような形状が特徴である。両者を比べてみると, 低速分子流の中心軸を高速分子流が吹き抜けていることがわかるであろう。これこそが, 低速分子流

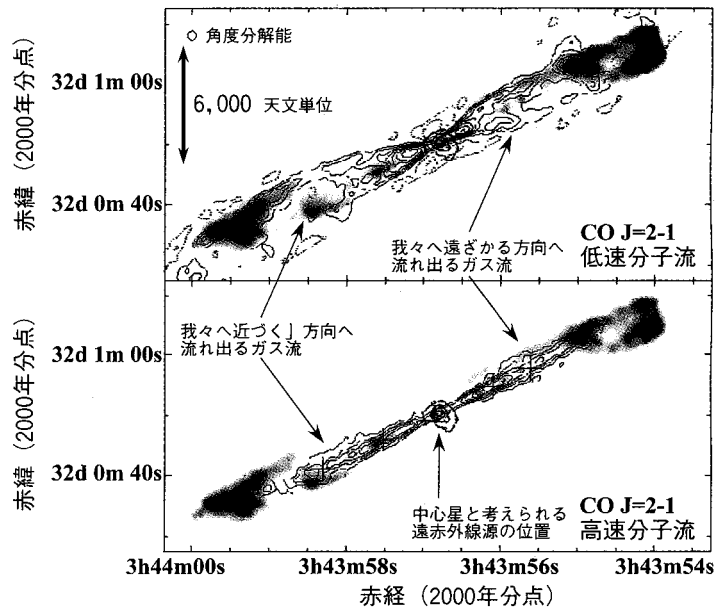


図 1 クラス 0 天体, HH 211 に発見された CO 分子流<sup>6)</sup>。HH 211 のある分子雲の ( $V_{\text{LSR}} = 9.2 \text{ km s}^{-1}$ ) に対して, 低速のガス流 (流れの速度  $9 \text{ km s}^{-1}$  以下) と高速のガス流 (流れの速度が  $9$  から  $30 \text{ km s}^{-1}$  で我々から遠ざかる方向へ流れ出るガス, 及び流れの速度が  $9$  から  $20 \text{ km s}^{-1}$  で我々へ近づく方向へ流れ出るガス) を示したのが, 上下それぞれのパネル。細く絞り込まれたジェット状高速分子流(下)が, 周りのガスを掃き集めて駆動したのが低速分子流(上)と考えられている。分子流の先端には, 分子流と周囲の物質の衝突による衝撃波領域からの水素分子輝線が近赤外線で見られる (グレースケール)。

は高速分子流によって掃き集められた (引きずられた) 周囲の物質, という姿に他ならない。詳しい研究によると, HH 211 では高速のジェット状分子流の運動量は中心の原始星から遠ざかるにつれて減少し, 逆に低速分子流の運動量は増加する。この事実は, 低速の分子流は高速分子流からの運動量の注入によって駆動されている, との仮説を支持する。

これらの研究から, (降着円盤から噴出したと考えられる) 中性風が周囲の物質を掃き集めて CO 分子流を形成する, との描像が受け入れられている。だとするならば, CO 分子流は原始星からの質

量放出の歴史が時間積分された姿に過ぎない。原始星からの質量放出の歴史を CO 分子流から読み解くよりも、高速のジェット状分子流の形成に迫ることが、これらの現象の解明への本質であることは想像に難くない。

## 2. 水蒸気メーザーの電波干渉計観測 — ジェット現象の解明へ向けて

若い星の進化を運命付ける質量放出現象。星形成過程におけるその役割と重要性を § 1.1 に、引き続き高速のジェット状分子流こそがこれらの現象の核心であることを § 1.3 に述べた。これらの現象の解明に向け、次の2つが鍵であることに気づかれた読者も多いと思う。第一に、ジェット噴出のもっとも初期段階を探る必要性。このための格好の研究対象がクラス 0 天体である。第二にジェットの根元である中心の原始星の近傍に可能な限り迫る必要性。それでは、どのようにこれを実現したらよいであろうか？

### 2.1 電波干渉計で高い空間分解能を

望遠鏡の角度分解能は、観測波長を  $\lambda$ 、口径を  $D$  とすると、 $\lambda/D$  ラジアン程度に制限され、回折限界と呼ばれる。波長の長い電波において単独の望遠鏡で高い角度分解能を実現することは、可視光や X 線に比べて絶望的に不利に思われる。電波観測において高い角度分解能を実現するのは不可能なのであろうか？

電波天文学では、複数の電波望遠鏡で同時に観測し、受信された信号の波面を合せ、光のように干渉させることで「大口径」を実現したのである。CO 分子流の観測が可能なミリ波干渉計では、アンテナを数百メートルに展開し、角度分解能  $1''$  程度を達成する。しかしながら、地球大気中の水蒸

気による揺らぎの影響を大きく受けるため、これ以上アンテナ配置を広げるのは難しい。これに対し、センチ波での観測であれば地球大気の揺らぎの影響は小さいため、アンテナを 1 km 四方より広く展開できる。ところが、干渉計はその角度分解能よりも広がった電波源<sup>\*\*\*</sup>に対して感度がないため、アンテナ配列を大きくし、角度分解能を上げると、観測可能な電波源には制限が生じてしまう。即ち、十分な強度があつて、かつコンパクトな天体のみが、 $1''$  を切る高い角度分解能での観測対象となり得る。現実には、周波数 22 GHz (波長 1.3 cm) に輝線のある H<sub>2</sub>O メーザー放射を数 10 km のアンテナ配列で観測することがよく知られている<sup>\*\*\*\*</sup>。

このような観測が可能な干渉計の代表に、米国国立電波天文台 (NRAO) の超大型干渉計 (VLA) がある。VLA は New Mexico 州の平原に口径 25 m のアンテナを 27 台配し、その名の通り世界最大の干渉計である。アンテナは台車で移動でき、最大の配置である 36 km 四方に展開させると、22 GHz 帯において 80 mas (1/1000 秒角) の角度分解能を実現する。なお、ミリ波干渉計や VLA は結合型干渉計と呼ばれる。素子アンテナはケーブルでつながれている。

結合型干渉計よりも、さらに高い空間分解能を実現する手段が超長基線電波干渉計 (VLBI) である。VLBI はもはや素子アンテナをケーブルでつなぐことなく、任意の場所にアンテナを置き、大陸サイズの仮想鏡面を実現する。各アンテナで受信された信号は、時刻符号とともにテープに記録される。観測終了後、各アンテナから持ち寄られたテープを再生し解析する。世界にいくつかある VLBI ネットワークのなかで、NRAO の VLBA は、VLBI 専用アレイであるため他を凌駕していると言えよう。VLBA は米国本土に 8 台、ハワイ島とプ

\*\*\* より正確には、もっとも距離の短いアンテナ・ペアがつくる干渉縞間隔より広がった電波源

\*\*\*\* 若い星では、OH メーザー (1.6 GHz) や SiO メーザー (43 GHz) も、一部の大量原始星などで検出されるが、一般的に観測される輝線ではないため、ここでは 22 GHz の H<sub>2</sub>O メーザーを想定する。H<sub>2</sub>O メーザー源のサイズは、1 AU 以下と非常にコンパクトであることが知られている。

エルトリコに各1台の計10台のアンテナ群を8,000 km四方に渡って配し、22 GHz帯では1 masを切る角度分解能を実現する。1 masはおうし座分子雲において0.14 AUに相当し、200 km s<sup>-1</sup>で運動する原始星ジェットが1ヶ月に天球面を運動する距離、3.5 AUを容易に検出できる。ちなみに、ハッブル宇宙望遠鏡でも原始星ジェットの運動が検出されているが、こちらは角度分解能が十分でないため、2、3年を要している。

## 2.2 クラス0天体はH<sub>2</sub>Oレーザーの宝庫

レーザー (maser) とは、Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation の略でレーザーの“マイクロ波版”である。熱的な輝線であるCO分子の回転遷移に比べ、輝度温度で7桁以上も高い強度を持つ。H<sub>2</sub>Oレーザーは、高温、高密度ガスの分布を反映する。理論的に計算されている励起の条件は、水素分子の数密度にして10<sup>6</sup>から10<sup>9</sup> cm<sup>-3</sup>、温度は数100 K以上である。なお、ポンピング機構は衝突による、と考えられている<sup>7)</sup>。

さて、H<sub>2</sub>Oレーザーはどのような若い星に見られるのであろうか？ 実は、これまでクラス0天体に対するH<sub>2</sub>Oレーザーの探査は行われてこなかった。そこで、私たちは世界で2番目に高感度な野辺山45 m鏡によるモニタリング・サーベイに着手した。H<sub>2</sub>Oレーザーは短いもので数ヶ月単位で時間変動するので、モニターが欠かせない。この結果、クラス0天体では検出率が～45%であるのに対し、クラスI天体ではわずかに～5%に留まることがわかった。

それでは、H<sub>2</sub>Oレーザーはクラス0天体のどのような構造に起源するのであろうか？ H<sub>2</sub>Oレーザーの強度とCO分子流の運動量は相関があることは早くから知られ<sup>8)</sup>、分子流と周囲の物質との衝撃波領域起源であると考えられてきた\*\*\*\*\*。

さらに、サイズが数100～数10 AUの電波ジェットの強度とレーザー強度も比例関係にあることが報告されている。これらの研究は、H<sub>2</sub>Oレーザーは原始星の質量放出現象、とりわけ原始星のごく近傍でのジェットの活動性と深い関りがあることを示している。特に、クラス0天体では星周物質が大量に存在するうえジェットの活動性が高いため、衝撃波領域が生じやすい。このため、高温・高密度領域で励起されやすいH<sub>2</sub>Oレーザーが検出されやすい、と考えられる。クラス0期にある原始星の近傍のガスの運動、とくにジェット現象を研究するうえで、H<sub>2</sub>Oレーザーは格好の輝線と言えよう。

原始星ジェットの根元にもっとも高い空間分解能で迫ることのできる観測手段として、H<sub>2</sub>OレーザーのVLBI観測こそがもっとも適していることがおわかり頂けたであろうか？ それでは「もっとも若い原始星に対するもっとも高い空間分解能の観測」で私たちが何を明らかできたか、お話することにしよう。

## 3. CO分子流を噴出する前段階の原始星を探す

§1で紹介した研究は、すでに発達したCO分子流や原始星ジェットを持った天体を対象にするものであり、「進化のどの段階で、原始星ジェットは噴出し始めるのか？」には答えていない。「ジェットによってCO分子流が駆動される前段階の原始星が見つかるであろうか?」、「そのような原始星はどのような特徴をもつのであろうか?」という疑問は消えていないのである。

### 3.1 クラス0天体、S106 FIRに見つかったコンパクトジェット

そこで、私たちはクラス0天体中で唯一、CO

\*\*\*\*\* 90年代中ごろ以降、一部の若い星で、原始星円盤起源のH<sub>2</sub>Oレーザーが報告されているが、IRAS 00338 + 6312 (クラスI天体) のように明らかな例は残念ながら少ない。

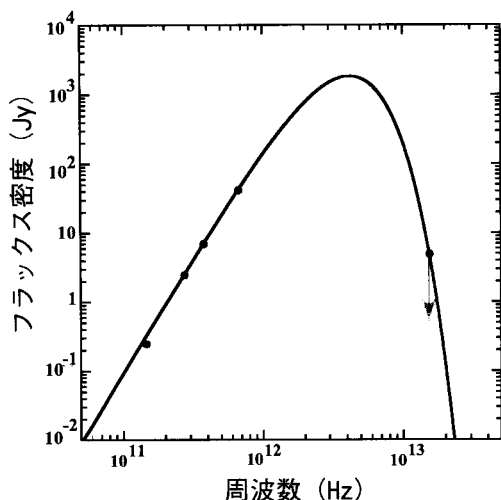


図3 S106 FIRのスペクトルエネルギー分布。青色の点は測定されたフラックスであり、黒は温度50 Kの“灰色体”(吸収を考慮した黒体)輻射のカーブであり、典型的なクラス0型のスペクトルである。

分子流の報告されていないS106 FIRに着目した。S106 FIRは、はくちょう座方向の星形成領域、S106(図2=表紙)にある原始星である。S106とは、HII領域をリストしたSharplessカタログの106番目の意であり、この領域は50~100もの星からなる集団的星形成領域である。その名の起源となったHII領域の励起星はS106 IRと呼ばれるB型の大質量原始星で、S106 FIRはS106 IRの西15" (9,000 AU)に位置する。S106 FIRは、JCMTによるミリ、サブミリ波(1,300, 800, 450  $\mu\text{m}$ )でのダスト連続波観測でRicherらによって発見され、遠赤外線で見えるため「FIR」と名づけられた。似たような名前でもいつも間違えられるため、念を押しておく、図2左上の近赤外線画像において華々しいHII領域の励起星は、S106 IRである。本稿で話題とするS106 FIRとはまったく別物であり、S106 FIRは近赤外線画像では見えない。さて、中間赤外線(波長19.5  $\mu\text{m}$ )でのフラックスの上限値と併せ、RicherらはSEDを求め、クラス0天体と同定した<sup>9)</sup>。私たちは、野辺山ミリ波干渉計

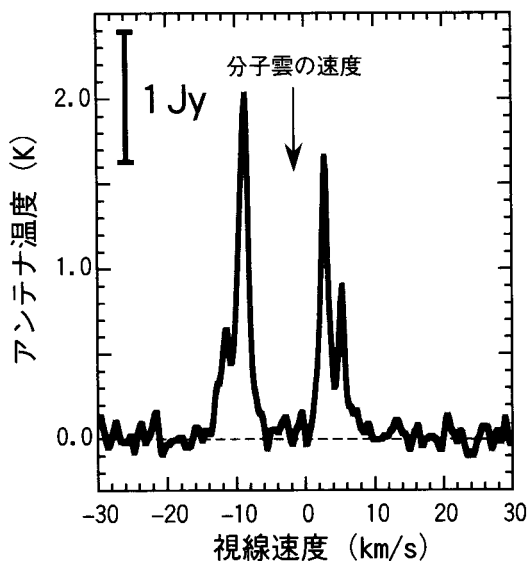


図4 S106 FIRの $\text{H}_2\text{O}$ メーザーのスペクトル。矢印で示した分子雲の速度( $V_{\text{LSR}} = -1.1 \text{ km s}^{-1}$ )に対して対称なダブルピーク型が特徴である。

(NMA)で測定した2 mm帯でのフラックス値を加えてSEDを解析し(図3)、光度の上限を $1.080 L_{\odot}$ と求めた。さらに、野辺山ミリ波干渉計(NMA)を用いて $\sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$ 程度の高密度分子ガスの分布をよく反映するとされる分子輝線、 $\text{H}^{13}\text{CO}^+$   $J=1-0$ で観測を行ったところ、直径10,000 AUの球状の分子雲コアが検出された(図2左中)。この分子雲コアと、450  $\mu\text{m}$ 連続波のピーク位置やサブミリ波で観測されたダスト連続波分布はそれらとよく一致する。つまり、冷たい大量のガスとダストが生まれつつある星の周囲にあることを示している。

不思議なことに、CO分子流や光学ジェットの実在は、どの文献にも報告されていなかった<sup>9), 10), 11)</sup>。しかしながら、分子雲コアの中心に $\text{H}_2\text{O}$ メーザー放射を持つ(図4)ので、中心星の形成が始まっているのは疑いようがない。S106 FIRの $\text{H}_2\text{O}$ メーザーは、分子雲の速度に対して対称なダブルピーク型(2つの“山”がある形状)のスペクトル

で、視線速度は分子雲の速度に対してたかだか  $7, 8 \text{ km s}^{-1}$  と低速であった。このスペクトルは 1980 年の発見<sup>12)</sup> 以来、つねに安定してダブルピーク型を示しつづけている。ほとんどすべての  $\text{H}_2\text{O}$  メーザーが激しく時間変動するなかで、これは珍しいことであった。CO 分子流が報告されていないことに加え、低速のダブルピーク型スペクトルで、かつ時間的に安定していることを考慮し、この  $\text{H}_2\text{O}$  メーザーが原始星円盤の周縁部に付随する可能性も私たちは視野に入れた。

私たちは VLA に  $\text{H}_2\text{O}$  メーザーの観測を提案し、1997 年 10 月と翌年 1 月に、つまり 3 ヶ月の間隔において 2 回の観測時間を得た。達成された角度(空間)分解能は、それぞれ、60 mas (距離 600 pc において 36 AU)、140 mas (85 AU) であった。この結果、分子雲コアの中心にメーザー源の 2 つのかたまり、メーザークラスターがみつかった。両クラスターの間隔は約 50 AU で、両者はお互いを結ぶ線に沿って分布している。東側のクラスターで観測されたメーザー群の視線速度は、分子雲の速度を基準にとったときに我々に対して遠ざかる運動(レッドシフト)を示し、西側のクラスターの視線速度は近づく運動(ブルーシフト)を示す。3 ヶ月間後に観測してみると、両クラスターの重心位置の間隔は 73.2 mas から 82.1 mas に広がっていた。同時に行った野辺山 45 m 鏡によるモニター観測からは、加速を示唆するスペクトルの視線速度の変化 ( $\sim 1 \text{ kms}^{-1} \text{ yr}^{-1}$ ) も捉えられたのである。さて、メーザー源の運動を議論するときに、常に問題となることがある。即ち、メーザー放射でトレースされる運動は、実体のあるガス塊なのか? あるいはただ単に(渋滞箇所が除々に移動していく道路を上空から眺めるように)メーザー放射を起こす条件を満たす領域が移動しているだけなのか? 今回、空間的に一つ一つのかたまりに同定された各メーザー源を数ヶ月間に渡ってトレースできたので、実体のあるガス塊が光っていると解釈した方が自然と考えられた。

メーザーのスペクトルが分子雲の速度に対して対称なことから、2 つのクラスターを結ぶ線上で、かつ、両者の中間点付近に原始星が存在する、と考えるのが自然である。原始星から噴出している長さ 25 AU のジェットと周囲の物質の衝撃波領域でメーザー源は励起されている、とすれば、上述の膨張運動と視線速度の変化は矛盾なく説明できた。さらに、観測された加速運動は原始星の輻射圧による加速では不十分で、高速中性風で加速されている、こともわかった。

一方、メーザー源が原始星円盤の周縁部や連星系の個々の星に起源すると仮定すると、系が重力的に束縛されるために必要な質量は、原始星の明るさから予想される質量よりも 2 桁も大きくなって矛盾する。したがって、原始星円盤の周縁部や連星系に起源する可能性は否定される。クラス 0 天体で形成されつつある原始星円盤の質量は中心の原始星に比べて無視できないはずであり、系全体もケプラー回転を期待できる質点系となっていないと考えられる。質量降着が進み“きれいな”ケプラー回転円盤が形成されるころには、今度はメーザー放射に必要な円盤中の物質の散逸が進んでしまっているであろう。つまり、活動銀河中心核の降着円盤に発見されたような回転円盤の周縁部の速度差の小さい部分で増幅されるメーザー放射は、原始星ではそもそも期待できないのかも知れない。

重要なことは、これまでに CO 分子流の発見されていない原始星において、長さがわずか 25 AU の原始星ジェットが発見されたことである<sup>13)</sup>。しかしながら、原始星ジェットの詳細構造はどうなっているのか? を議論するには、まだまだ角度分解能不足であった。そこで、私たちは VLBA に超高分解能観測を提案した。

### 3.2 「マイクロジェット」

#### 一原始星が噴出した最初のジェット

VLBA 観測は 1997 年 11 月から 1998 年 2 月まで、1 ヶ月毎に 4 回行った。達成された角度分解

能 0.5 mas は S106 FIR の距離において 0.3 AU の空間分解能に相当する。位置の決定精度 50 マイクロ秒角は、0.03 AU に相当する。これは、わずかに太陽半径の 6.5 倍という画期的なものである。ここで強調しておきたいことは、これまで多くの VLBI 観測が行われてきた大質量原始星を始めとする非常に明るい  $\text{H}_2\text{O}$  メーザーの観測<sup>14)</sup>との違いである。クラス 0 天体で観測される  $\text{H}_2\text{O}$  メーザーの典型的強度はたかだか数ジャンスキーであり、大質量原始星のそれのわずかに千分の一から 1 万分の一の強度しかない。このため、VLBI 観測を行う前に、VLA などの結合型干渉計で、メーザー源の絶対位置と広がり測定しなければならない。

さて、VLBA によって得られたメーザー源の空間分布や速度構造は、さきの VLA 観測と整合性があった。超高分解能観測によって新しく発見された構造は、西側のメーザークラスターにおいて見られた U 字型に分布した一群のメーザー源である (図 2 右上)。U 字型構造は、仮定した原始星から 25 AU の位置にあり、U 字の軸は両クラスターを結ぶ線に平行で、U 字は内側に開いた向きである。U 字の弧状部の半径は長さは 4 AU、幅 3 AU と非常にコンパクトである。VLBA 観測では、結合型干渉計と異なり、天体の絶対位置の情報が見失われる。このため、4 回の観測で得られた電波マップを重ね合わせるためには基準点が必要である。幸い、東側のクラスター中に間隔の変わらない 2 つのメーザー源があったので、この両者を基準点にして重ね合わせた。

両クラスターの間隔は、1997 年 11 月 5 日には  $78.20 \pm 0.025$  mas (46.9 AU) であったが、12 月 5 日には  $79.45 \pm 0.022$  mas (47.7 AU)、1998 年 1 月 8 日には  $80.32 \pm 0.028$  mas (48.2 AU)、そして 2 月 1 日には  $80.89 \pm 0.015$  mas (48.5 AU) に広がった。U 字構造はその形状を保ったまま約  $40 \text{ km s}^{-1}$  で原始星から外側に向かって運動することになる。この速度は、天球面に投影された U 字型構造の運動と (ドップラー効果から求められ

る) 視線速度の両方から推定される天球面からの傾き角を考慮した 3 次元的な速度である。求められた傾き角は  $15_{-3}^{+1}$  度で、運動の方向は天球面にほぼ平行であることがわかった。

U 字型に分布する  $\text{H}_2\text{O}$  メーザー源は、細く絞り込まれた原始星ジェット先端部分の分子雲コアを掘り進むときに生じる衝撃波面中で励起されている、と考えられた。そこで、私たちはこの衝撃波面を「マイクロ bow shock (頭部衝撃波)」、この原始星ジェットを「マイクロジェット」と命名した。「マイクロ bow shock」の形状が U 字型になるためには、衝撃波の伝播速度に対して、衝撃波面前面のガスの速度 (分子雲コアの音速やアルフベン速度) が非常に小さくなくてはならない。もし、そうでなければ衝撃波面の形状は U 字型にならず、放物線状になるはずである。U 字型構造の運動速度を衝撃波面の伝播速度であると仮定すると、簡単なモデルからジェット本体の速度は  $200 \text{ km s}^{-1}$  であると推定できた。さらに、工藤哲洋氏らによる、MHD シミュレーションから、U 字を得るためにはマッハ数 30 以上が必要と見積もられた。これは私たちの見積もったジェット本体の速度、 $200 \text{ km s}^{-1}$  と整合性がある。つまり、これらは、U 字型構造は発達したジェット内部の微細構造ではなく、非常にコンパクトな原始星ジェットの先端部であることの証拠にはかならない。CO 分子流が発見されていないことを考え合わせると、「原始星が誕生するときに最初に噴出するジェットをついに捉えた!」と私たちは興奮した。しかし、この結論を下すには「本当に CO 分子流が存在しないのか?」に決着をつけなければならない。

### 3.3 本当に CO 分子流は存在しないのか?

そこで、私たちは野辺山ミリ波干渉計 (NMA) を用いて CO  $J = 1-0$  輝線での分子流探査を試みた。観測は 3 つの異なるアンテナ配列で、1998 年冬から 1999 年春にかけて行った。達成された角度分解能は  $3.1'' \times 2.7''$  で、S106FIR の距離におい



て、約 1,800 AU に相当する。さらに、ハワイ島マウナケア山頂のカルテク・サブミリ波天文台 (CSO) 10.4 m 鏡を用いて、 $J=3-2$  と  $2-1$  輝線において超高速分子流の検出を試みた。ミリ波干渉計による観測は、S68N に発見されたようなコンパクトな CO 分子流を探すためであり、一方、 $J=3-2$  輝線による観測は、分子流に付随するであろう暖かいガスと S106 領域全体にわたって分布する低温のガスの切り分けを容易にすることを意図したためである。

図 5 に NMA による分解能  $3.0''$  での CO ガスと  $H^{13}CO^+$  ガスの分布、図 6 に NMA と CSO で観測された S106 FIR に付随するガスのスペクトル、をそれぞれ示す。観測された CO ガスは、レーザー源を中心にただか  $15'' \times 10''$  ( $9,000 \times 6,000$  AU) の広がり、 $H^{13}CO^+$  でトレースされる高密度分子雲コア中心部のガスの分布を示している。レッドシフトした CO ガスは、レーザー源の北東に分布し、ブルーシフトした CO ガスはレーザー源の位置をピークに全体に分布する。重要なことは、クラス 0 天体の特徴である巨大な CO 分子流はマイクロジェットの軸方向 (図 5 の点線方向) に検出されなかった、ことである。さらに、CO ガスの半値幅はただか  $5 \text{ km s}^{-1}$  で、高密度分子雲コアの分布を表す  $H^{13}CO^+$  ガスのその約 2 倍と細く、分子流の存在を示すウィング成分も見られない\*\*\*\*\*。CO 分子の励起温度として  $50 \text{ K}$  を仮定すると、ブルー、レッドシフトしたガスの質量は、それぞれ  $3.1 \times 10^{-3}$ 、 $1.4 \times 10^{-3} M_{\odot}$  であり、これはクラス 0 天体の CO 分子流の典型値と同程度である。これらの CO ガスの起源として、私たちは (1) コンパクトな分子流と回転エンヴェロープの複合構造、あるいは (2) ガスの落下運動と回転エンヴェロープの複合構造の二つの可能性を考えている。

重要なことは、単位速度幅あたりの質量に換算して  $10 \sigma \approx 4.9 \times 10^{-4} M_{\odot}$  の高い感度をもってし

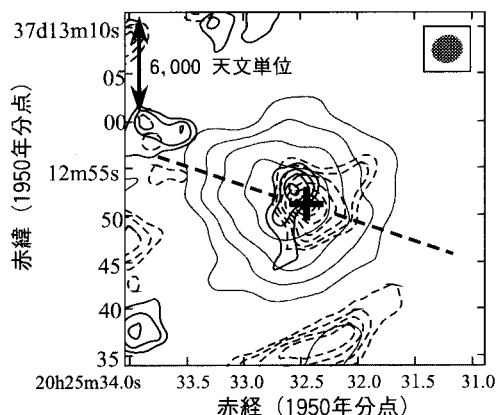


図 5 野辺山ミリ波干渉計 (NMA) で観測された S106 FIR の CO ガスの分布を分子雲コアに重ねた図。黒の実線はレッドシフトした成分、破線はブルーシフトした成分の分布を示す。また、青線は高密度  $H^{13}CO^+$  ガスの分布を示す。右上四角中の楕円は、CO ガスの観測時の NMA の角度分解能を表す。重要なことは、太い点線で示したマイクロジェットの方向に、細く伸びた典型的な CO 分子流が見つからなかったことである。

ても、細く絞り込まれた高速分子流の存在を示す CO ガスは検出されなかった事実である。

#### 4. 分子雲コアからクラス 0 天体への進化をつなぐミッシングリンク

マイクロジェットの存在と高密度分子雲コアの存在は、マイクロジェットがガスを掃き集めて分子流を産み出す能力をもつことを示している。しかしながら、CO 分子流が観測されなかったことは、S106 FIR は分子流を駆動する前段階の原始星であることを強く示唆する。(紙面の制限で述べなかったが) VLA を用いた  $8 \text{ GHz}$  帯での自由-自由放射の探査でも電波ジェットは検出されなかった。この事実も、S106 FIR は非常に若いという可能性を支持する。それでは、この原始星の年齢はどれほどであろうか?

\*\*\*\*\* CSO 10.4 m 鏡で取得された CO  $J=3-2$  のスペクトルで、ブルーシフト側に弱いウィング成分が見られる。S106 領域全体の CO  $J=3-2$  の分布を調べたところ、このウィング成分は隣接する HII 領域起源であることがわかった。

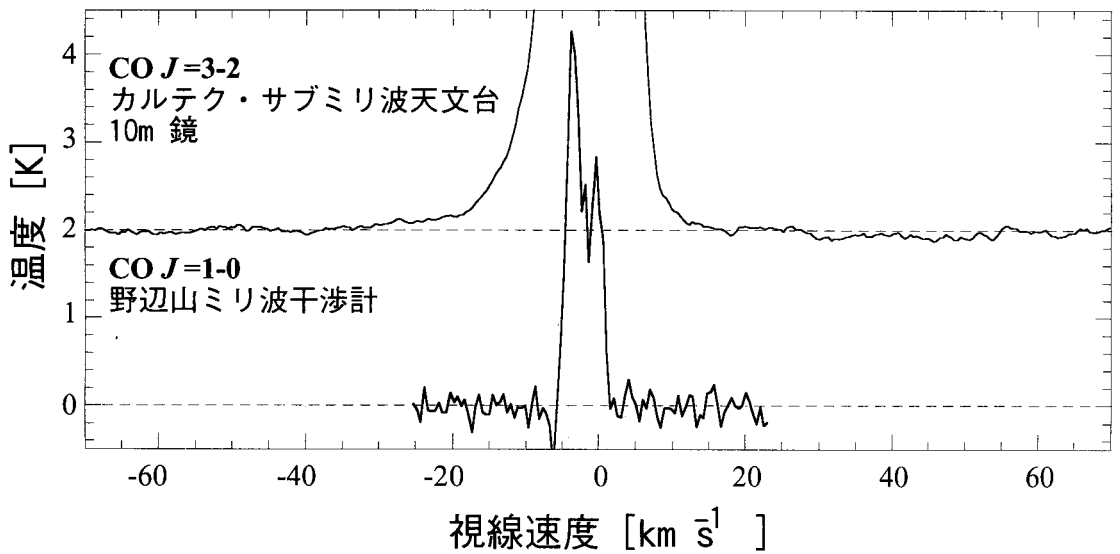


図6 カルテク・サブミリ波天文台(CSO) 10.4 m 鏡で観測された S106 FIR 方向の CO  $J=3-2$  スペクトル (上) と野辺山ミリ波干渉計で観測された S106 FIR の CO  $J=1-0$  のスペクトル (下). 温度軸の単位は, CSO 10.4 m 鏡でのスペクトルは主ビーム輝度温度, NMA によるスペクトルは輝度温度である.

ひとつの示唆は, CSO 10.4 m 鏡を用いた CO  $J=3-2$  観測から分子流に特徴的なスペクトルが観測されなかったことから与えられる. すなわち, マイクロジェットの先端が  $40 \text{ km s}^{-1}$  の速度で成長を続け, CSO 10.4 m 鏡のビームサイズに到達するのに要する時間は, 最大でも 800 年である. なお, これを力学的年齢という. さらに, S106 FIR は分子流を持たない唯一のクラス 0 天体であることから年齢を推定できる. クラス 0 天体の年齢 ( $\sim 10^4$  年) に, クラス 0 天体のうち分子流を持たない天体の数の比 (1/40) を乗じて得られる 250 年を目安にできよう. この議論には仮定が必要なのであるが, それは後述したい. 第 3 の推定は, 仮に NMA で観測された CO ガスがコンパクト分子流であったとすれば, その力学的年齢は, 3,500 年以下と見積もられる. いずれにせよ, 推定される年齢は, これまでに報告されているもっとも若い原始星 (IRAM 04191+1523 の 8,000 ~ 20,000 年<sup>15)</sup>, VLA 1623 の 6,000 ~ 30,000 年<sup>4)</sup>) よりも, さらに若い. S106 FIR のずばぬけた“若さ”は, その

質量放出現象の活動性の低さからも裏付けられる. 仮に年齢を 1,000 年とすれば, 中心星からの全輻射運動量フラックス ( $F_{\text{rad}}$ ) で規格化された分子流の運動量フラックス ( $F_{\text{CO}}$ ) の上限値は  $\sim 1.2$  となる. これは, 他のクラス 0 天体のそれらよりも 3 桁も小さく (図 7), S106 FIR はジェットを噴出したばかりで, ジェットの活動性のピークに達していないことを物語っている.

このように質量放出現象の活動性が低いにも関わらず, S106 FIR は光度の上限値  $1,080 L_{\odot}$  と明るい. この原因の 1 つとして, 原始星進化の最初期では質量降着率が増加しているのかもしれない, と私たちは考えている. クラス 0, I 天体の平均光度は, それぞれ  $5.7 L_{\odot}$ ,  $\sim 1 L_{\odot}$  と報告されており, 進化に従って暗くなることが示されている. さて, 重力的に不安定なコアを初期条件とする星形成のモデルではクラス 0 期に光度が最大になると予想されているが, 初期に力学平衡にあるコアからの星形成のシナリオではクラス I 期に最大を迎える<sup>16)</sup>. 私たちは, S106 FIR が前者のシナリオにおいて,

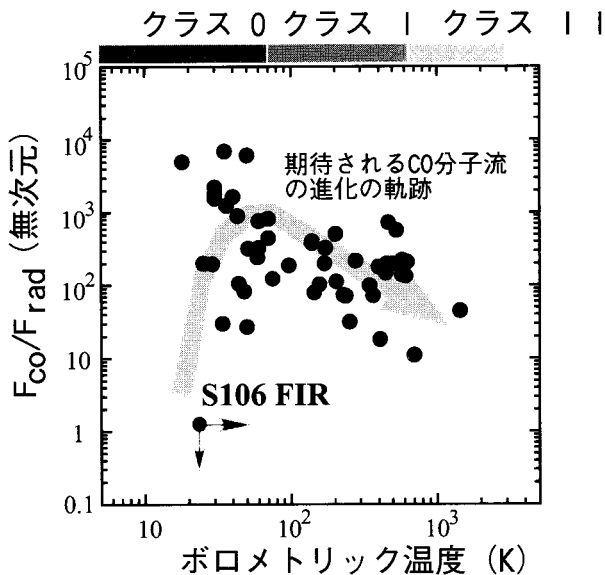


図7 若い星の進化に沿ってCO分子流の活動性がどのように変化していくかを示した図。横軸は若い星の進化の指標であるボロメトリック温度で、低温から高温側へ進化は進む。縦軸はCO分子流の活発さの指標として、中心星からの全輻射運動量フラックス ( $F_{bol}$ ) で規格化されたCO分子流の運動量フラックス ( $F_{CO}$ ) をとった。これより、S106 FIRは、分子流の活動性が最高に達する以前の原始星であることがわかる。

その最高光度に達する前の進化段階にある中小質量原始星である可能性を考えている。だとすれば、S106 FIRは分子雲の収縮が始まる際に、現実の分子雲コアは力学平衡になかったことを示唆しているであろう。上述の年齢推定の2番目の議論は、S106 FIRがこのような中小質量原始星である、と仮定したときに成り立つ議論である。一方で、S106 FIRは、上限値  $1,080 L_{\odot}$  が表すとおりの大質量原始星である可能性も考えられる。しかし、分子雲コアの質量 ( $H^{13}CO^+$  分子の励起温度として  $50 K$  を仮定すると、図5に示したコアの質量は  $4.2 M_{\odot}$ ) を考えると、このシナリオには無理がある。

一連の研究<sup>13), 17)</sup>によって、星の形成を理解するうえで鍵となる、分子雲コアからクラス0天体への進化<sup>18)</sup>をつなぐミッシングリンクがついに発

見されたと言えよう(図8)。私たちは、S106 FIRをこのミッシングリンクの典型例と位置付け、(1)CO分子流が存在しないこと、(2)マイクロジェットに似た超小型ジェットをもつこと、(3)クラス0型のSEDを持つこと、の3点で定義することを提案している<sup>17)</sup>。

マイクロジェットは原始星からのジェットであるが、X線連星系や活動銀河中心核の周りの降着円盤からもよく似たジェットが観測されている。これらのジェットは降着円盤から噴出するという点で共通している。この意味において、マイクロジェットは「宇宙でもっとも小さなジェット」であり、さまざまな宇宙ジェットの統一的な解明に向けた第一歩になる可能性を秘めている。

## 謝辞

本稿は核融合・プラズマ物理学会誌2000年8月号によせた原稿<sup>19)</sup>をもとに書き直した。一連の研究<sup>13), 17)</sup>は、北村良実(宇宙科学研究所)、H. Alwyn Wootten, Mark J. Claussen (NRAO)、齊藤正雄 (Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics)、Kevin B. Marvel (American Astronomical Society)、そして著者の博士論文の指導教官であった川辺良平(国立天文台)の諸氏(敬称略)との共同研究による成果である。最後に、野辺山、NRAO、CSOなどで望遠鏡の運用にあたっている皆さんに、感謝の意を表したい。

## 参考文献

1. 例えば、花輪知幸 1999, 「活動する宇宙」(柴田一成, 福江 純, 松元亮治, 嶺重 慎編), p.79 (裳華房)
2. 例えば、工藤哲洋, 柴田一成 1999, 「活動する宇宙」(柴田一成, 福江 純, 松元亮治, 嶺重 慎編), p.241 (裳華房)
3. Lada, C. J. in *Star Forming Regions*, (eds M. Peimbert, J. Jugaku), 1 (Proc. IAU Symp. 115, Kluwer,
4. André P., Ward-Thompson D., Barsony M., 1993, *ApJ*, 406, 122

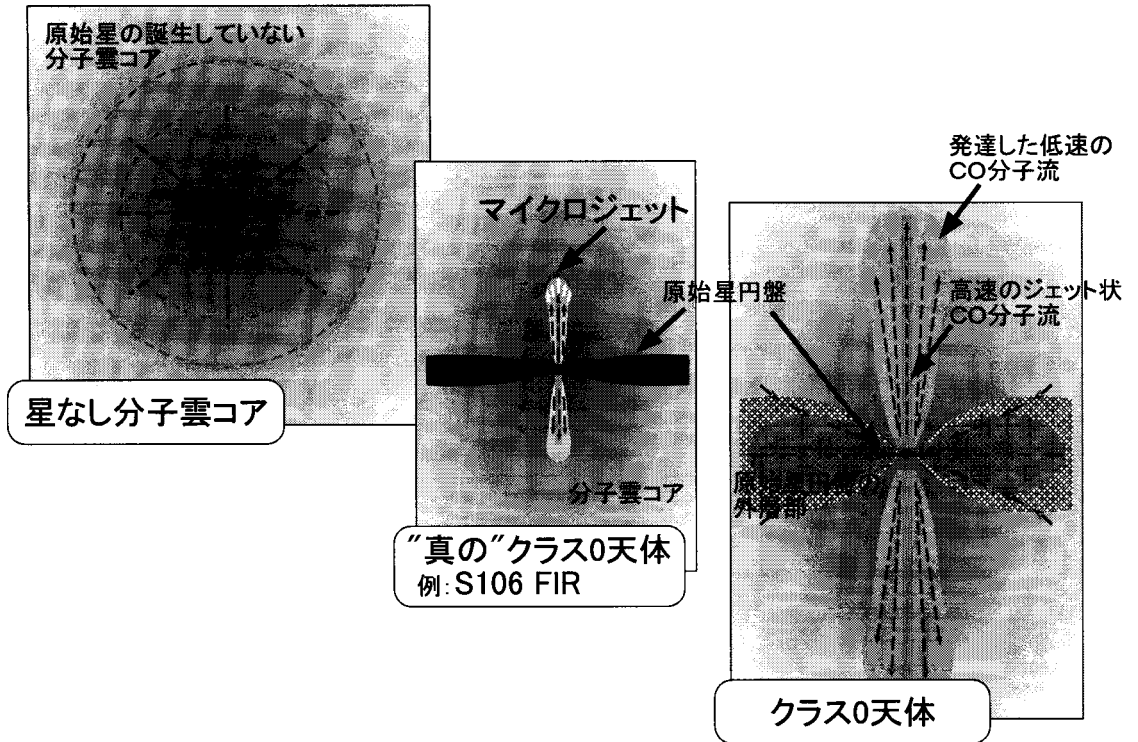


図8 星なし分子雲コア (左) から、クラス0天体 (右) への進化をつなぐミッシングリンクがS106 FIR (中) である。私たちは、このような進化段階にある原始星を (1) CO分子流を持たないこと、(2) マイクロジェットのような超小型ジェットをもつこと、(3) クラス0型 SEDをもつこと、の3点で定義している。

5. Snell R. L., Loren R. B., Plambeck R. L., 1980, ApJ, 239, L17
6. Gueth F., Guilloteau S., 1999, A&Ap, 343, 571
7. Elitzur M., Hollenbach D. J., McKee C. F., 1989, ApJ, 346, 983
8. Felli M., Palagi F., Tofani G., 1992, A&Ap, 255, 293
9. Richer J. S., et al., 1993, MNRAS, 262, 839
10. Hayashi S. S., et al., 1990, ApJ, 354, L242
11. Little L. T. et al., 1995, MNRAS, 277, 307
12. Stuzki J., Ungerechts H., Winnewisser G., 1982, A&Ap, 111, 201
13. Furuya R. S., et al., 1999, ApJ, 525, 821
14. たとえば, 今井 裕, 2000, 天文月報 93, 1月号, p.16
15. André P., Motte F., Bacmann A., 1999, ApJ, 513, L57
16. 増永浩彦, 1999, 天文月報 92, 6月号, p.304
17. Furuya R. S. et al., 2000, ApJ, 542, L135
18. 富阪幸治, 2000, 天文月報 93, 10月号, p.604
19. 古屋 玲, 2000, 核融合・プラズマ物理学会誌 2000, 8月号, p.633

### A Micro Jet: A Protostar's Cry at Birth

Ray S. FURUYA

Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, 50125, Firenze, Italia

Abstract: Protostellar jets and molecular outflows are thought to play an essential role in the evolution of young stellar objects (YSOs). In this paper, the classification scheme of YSOs and their outflow phenomena are reviewed focusing our attention on the youngest protostellar objects "Class 0" protostars. Subsequently we report our discovery of a newly ejected, extraordinarily compact protostellar jet — a Micro Jet — from the Class 0 protostar S106 FIR. This source stands unique among all 40 known Class 0 sources in its lack of an extensive molecular outflow. We propose that S106 FIR is an archetype of the youngest evolutionary stage, a protostar observed just after the creation of the protostellar jet.