ミリ波干渉計で星誕生期の活動現象を追う

平 野 尚 美

1 星誕生期の活動現象

太陽のような恒星たちの生まれ故郷は「星間分子雲」と呼ばれるガスとダ スト(微塵)の雲である.星間分子雲は背景にある星の光をさえぎり,そこ だけ黒く抜けたように見えるため,別名「暗黒星雲」とも呼ばれる.星はこ の分子雲の中で,星間ガスが凝縮することによって生成する.星が生まれて いる現場は,可視光では分子雲中のダストに阻まれて見ることができない. しかし,近年ではミリ波から赤外線にかけての波長帯の観測から,その様子 を垣間見ることができるようになった.

そして明らかになったのは、星の生まれている現場は「双極分子流」と呼 ばれる激しい質量放出現象を伴っている、という事実である. 双極分子流と は、星形成領域から両極方向に高速度で分子ガスが放出される現象である. 1980年に、最初の双極分子流がスネルらによって、おうし座にある暗黒星雲 L1551で発見され (Snell, Loren & Plambeck 1980)、一躍注目をあびるよ うになったが、それ以前には理論的にも全く予想されていなかった. 現在ま でに 100 例を越える分子流天体が発見されており、分子流は大質量星形成領 域から中小質量星形領域まで普遍的に見られる現象であることが知られてい る (e.g. Fukui 1989). また分子流の多くが、まだ可視光では見えていない 低温度の赤外線源に付随していることから、星形成プロセスのかなり初期の 段階に発生するものであると考えられている.

分子流天体の特徴の1つは、ガス流が両極方向に細く絞られた"双極構造"

(68)

をしていることである。もう1つの特徴は、ガス流の速度は非常に速く、秒 速10 km s⁻¹ からときには数100 km s⁻¹ にも達することである。分子流の ガスの運動量を見積ってやると、中心星からの輻射圧で供給される運動量の 実に100 倍以上もある。一体どんなメカニズムが分子流を"加速"し、観測 されているような"双極構造"を作り出しているのだろうか? この謎を解 くためには、分子流の根元、すなわち分子流の"加速"と"両極方向への収 束"の現場、を高い空間分解能で観測し、詳細に調べる必要がある。

このような観測を行なうのに最も適した装置は、野辺山 (NRO) の 45 m 電波望遠鏡およびミリ波干渉計である。分子流の観測には、一酸化炭素 (CO) の回転遷移線 (J=1-0) が多く用いられる。この輝線の周波数、115. 271 GHz, における空間分解能は 45 m 鏡で 16 秒角、ミリ波干渉計では 5-6 秒角 (ただし天体の位置やアンテナ配列によって分解能が異なる) である。 これまでに分子流の高分解能観測を行なってきた天体は、B 335, B 1, L 723, L 1527, IRAS 04365+2535 などであるが、ここでは主に「ミリ波干渉 計による B 335 と B 1 の観測」について 紹介する (Hirano et al. 1992, 1993).

2 真横を向いた分子流 -B 335-

2.1 B 335 の分子流

B 335 はわし座にある光学サイズ 3'×4' の孤立した分子雲で,太陽からの 距離は 250 pc である (Tomita, Saito, & Ohtani 1979). この分子雲の中心 には光度~2.7 Lo¹⁾の赤外線源 -IRAS 19347+0727- があり,太陽のような 低質量の星が形成されている現場であるらしい (Keene et al. 1983; IRAS Point Source Catalog, Version 2 1988). この赤外線源は遠赤外~サブミリ 波帯でしか見ることができず,分子雲コアの奥深くに埋もれた「原始星」で あろうと考えられている.

この天体に双極分子流が存在していることは、1980年代前半の観測によって知られていた(Frerking and Langer 1982; Goldsmith et al. 1984). 我々



左因に45mm錠により取得された青方偏移(c)、赤方偏移(d)したガスの分布図を示す。 にミリ波干渉計により取得された青方偏移(c)、赤方偏移(d)したガスの分布図を示す。 図中の十印は115 GHz連続波源の位置を示す。

はこの分子流を,まず 45 m 電波望遠鏡を用いて CO(J=1-0) 輝線で観測した (Hirano et al. 1988). 図1 の a) が 45 m 鏡によって得られた青方偏移するガスの分布,図1 の b) が赤方偏移するガスの分布を示している.分子流が赤外線源の位置から,ファン状に東西方向に吹き出している様子がよくわかる.赤外線源の位置では,分子流は非常に良く収束されており,45 m 鏡の16" のビームでは分解されていない.このことは,分子流のコリメーションが少なくとも16"以下のサイズ,すなわち実距離にして 4000 AU²(~6×10¹⁶ cm)以下,の小さなスケールで起こっていることを示す重要な結果である.また B 335 の分子流は視線に対してほとんど "真横"を向いているらしい.我々の見積では,分子流の軸と天球面のなす角度はわずか 10° 程度である.

(70)

2.2 ミリ波干渉計による原始星近傍の観測

B 335 の分子流は真横を向いているため、中心付近における双極分子流の 収束の様子を調べるには格好の天体である。そこで我々は、野辺山のミリ波 干渉計を用いてこの分子流の中心をさらに高分解能で観測し、分子流収束の 謎、中心星のごく近傍における分子流の活動性について明らかにすることを 試みた。干渉計による観測で得られた空間分解能は、8″×5″、B 335 の距離 250 pc では 2000×1200 AU に相当する。干渉計の視野の広さは約 1′ しかな いため、分子流全体を視野の中に収めることはできない。しかし、分子流の 中心領域をクローズアップして見るには充分である。

2.2.1 干渉計で見た CO 分布

ミリ波干渉計で得られた赤外線源近傍における分子流の分布は、図1の右 側に示したようになっている。B335の分子雲本体の速度8.3 km s⁻¹に対し て, c) が青方偏移, d) が赤方偏移した速度を持つガスの分布である。図中 の+印は, CO J=1-0 輝線と同時に観測された115 GHz (2.6 mm)の連続波 源の位置を示している。B335における115 GHz 連続波の放射機構は赤外 線と同じで,星間ダストの熱放射である。したがって,115 GHz 連続波源の 位置=赤外線源の位置であると考えてよい。

図1のc),d)では,青方偏移しているガスも赤方偏移しているガスも,ど ちらも赤外線源を中心とする「リボン」のような分布を示しているが,これ は分子流を真横に近い角度から観測しているためと考えられる.c),d)と もに赤外線源をはさんで東西に2つのピークを持つが,そのピーク間の距離 は青方偏移した成分c)で2400 AU,赤方偏移した成分d)で3600 AUであ る.すなわちB335の分子流は,中心から数千 AUのところで,もうすでに 立派な"双極構造"を示しているのである.分子流の"中心"における南北 方向の拡がり,すなわち太さ,は干渉計のビームをもってしても分解されて いない.このことは分子流の収束が,原始星の近傍わずか1000 AU 以内の

413

(72) 一橋論叢 第110巻 第3号 平成5年(1993年)9月号

ところですでに起こっていることを示している。

2.2.2 原始星をとりまく高密度円盤

では、このような分子流の収束はどのような機構で起こっているのだろう か? その鍵を握っているのが、原始星をとりまいているガスとダストの雲、 高密度円盤である.赤外線からサブミリ波、ミリ波帯にかけて放射される連 続波は、原始星をとりまく高密度円盤から放射されている.この放射スペク トルを調べることによって、高密度円盤の温度や密度を推測することができ る.

我々の観測では、115 GHz 連続波は分子流の中心から~3-4" 南東にピー クを持ち、フラックス強度~80 mJy beam⁻¹ で検出されている。連続波源の 拡がりは、ほぼビームサイズと同じ 8"×5"で、これは 2000×1200 AU に相 当する。

図2には、赤外線から115 GHz (2.6 mm) まで、これまでに観測がなされ ているさまざまな波長帯での連続波放射の強度を示してある。このスペクト ルを星間ダストのモデルでフィットすると、ダストの温度が18-25 K とたい へん低温であることがわかる。また高密度円盤の質量としては1.7-2.9 Mo³ が得られた。もしこの質量が、連続波源の拡がりと同じ2000×1200 AU の 領域に分布しているとすると、そこでの平均の水素分子密度は~(1-6)×10⁸ cm⁻³ となり、星間空間としては非常に高密度である。

2.3 分子流の収束メカニズム

B 335 に見られるような高密度の円盤の存在は、分子流の収束を考える上 では非常に重要である。分子流の収束メカニズムとしては大まかに、1) 円盤 状の雲の表面から、分子流が磁場に沿って両極方向に流れ出していると考え るモデル (disk-driven outflow モデル, e.g. Pudritz & Norman 1986; Uchida & Shibata 1985), 2) 原始星表面から等方的に吹き出している星風 (stellar wind) が、原始星をとりまく高密度円盤によって両極方向に"絞ら



図2

B335の連続波源の赤外線/サブミリ波/ミリ波にわたるスペクトルを示す。 実線はダストの熱放射が光学的に薄いと仮定した場合、破線は光学的に厚いと仮定した場合のモデルフィット曲線である。

れ",双極流になると考えるモデル·(stellar wind モデル, e.g. Plambeck et al. 1982),の2種類がある.

(1)の disk-driven outflow モデルは、「原始星表面に比べると格段に重力の小さい円盤表面からガスが吹き出す」と考えるたいへん魅力的なモデルである。この場合分子流の持つエネルギーは、高密度円盤の回転エネルギーから供給されることになる。B 335の分子流と高密度円盤についてそれぞれのエネルギーを見積ると、高密度円盤の回転エネルギーは(0.6-1)×10⁴⁴ ergs, 一方分子流のエネルギーは7×10⁴⁴ ergs となり、分子流の方が約1桁大きなエネルギーを持っている。すなわちB 335の分子流のドライブと収束は、 (74) 一橋論叢 第110巻 第3号 平成5年(1993年)9月号

disk-driven outflow モデルでは説明することは難しい.

次に (2) の stellar wind モデルについての可能性を考えてみる. このモデ ルでは, CO で見えている分子流は stellar wind によって掃き集められ,加 速されている分子ガスのシェルであると考えている. そこで,分子流の運動 量から stellar wind の持つ動圧 (dynamical pressure) を推定し,それを高 密度円盤のガス圧と比較する. もし,高密度円盤の持つガス圧が stellar wind の動圧よりも高ければ,円盤は stellar wind を両極方向に収束するこ とが可能である. B 335 の分子流から計算される stellar wind の動圧は,~3 ×10⁻⁷ dynes cm⁻² である. 一方,密度 10⁸ cm⁻³,温度 18-25 K の高密度ガス の持つ圧力は, 2×10⁻⁷-2×10⁻⁶ dynes cm⁻² となり, stellar wind の動圧と同 程度かやや高い. この結果は, 10⁸ cm⁻³ を越える高密度の円盤は, stellar wind および分子流を両極方向に収束し,観測されているような双極分子流 を作り出すことができることを示している.

3 成長期の分子流天体 -B1-

3.1 B1の"若い"分子流

分子流の持つエネルギーは膨大で, B 335 のように比較的おとなしいもの でも~10⁴⁵ ergs のエネルギーを放出している。そのため,分子流は原始星の まわりの高密度ガスと相互作用し,ガスを散逸させてゆくと考えられている。 ここでそのような分子流天体の例として,B1の観測を紹介する。B1は,B 335 のような整った双極分子流天体ではない。しかし,非常に"若い"段階に ある分子流と考えられ,分子流がどのように"成長"していくのかを調べる のに適した天体である。

B1はペルセウス座にある暗黒星雲で、中心には低質量の原始星と思われ る低光度(5.5 Lo)で低温度の赤外線源 IRAS 03301+3057 がある。NRO 45 m 鏡による CO J=1-0 輝線観測から、この赤外線源に付随すると思われる 分子流が検出された(Nakayama 1988). この分子流では青方偏移した速度 成分だけが検出されており、拡がりはわずか 0.07 pc (=14000 AU)と非常に コンパクトなものである。分子流の力学的な年令は数千年足らずで,B1は 分子流が今まさに発達しようとしている段階にある天体として注目に値する 存在である。

さらに特筆すべき点としては、ここでは SiO 分子輝線が検出されているこ とがあげられる (Yamamoto et al. 1992, Bachiller et al. 1990, Martin-Pintado et al. 1992). 暗黒星雲のような低温度の領域では、通常 SiO 分子は 星間ダスト内に取り込まれており、気相中にはほとんど存在しないことが知 られている (Ziurys et al. 1989). 気相中の SiO 分子の生成メカニズムとし ては、原始星からの輻射や分子流などの活動現象に伴う衝撃波によって星間 ダストから SiO 分子が蒸発するという考え方が最も有力である。事実 SiO 分子輝線は、オリオン KL のような大質量星形成領域に伴う激しい活動性を 示す領域で主に観測されている。B1において SiO 分子輝線が検出されてい るという事実は、この領域で発達しつつある分子流が周囲の高密度ガスと激 しく相互作用していることを示唆している。

SiO 分子輝線の詳しい分布については、山本らがミリ波干渉計を用いた高 分解能の観測を行なっており、非常に強い SiO 輝線が 2 ケ所のコンパクトな 領域から放射されていることを明らかにしている(Yamamoto et al. 1992)。 そこで我々は、活動現象の主たる担い手である分子流について、SiO 分布と 直接比較できる分解能で観測を行ない、分子流と周囲のガスとの相互作用に ついて調べて行くことにした。

3.2 ミリ波干渉計が明らかにしたリング状の分子流

ミリ波干渉計の観測で得られた CO J=1-0 輝線の分布は, 図3の等高線で 示すようになっている. ビームサイズ (空間分解能) は 6.5"×4.4", B1の距 離 350 pc においては 2200 AU×1500 AU に相当する. CO 輝線が検出され た速度 レンジは-1 km s⁻¹ から 5.5 km s⁻¹ で, これは分子雲の速度 6.3 km s⁻¹に対して青方偏移にした成分ということになる. 一方, 赤方偏移した成 分は今回の観測でも検出されず, B1の分子流は原始星のごく近傍において 一橋論叢 第110巻 第3号 平成5年(1993年)9月号



図 3

(76)

B1のCO分子流の青方偏移成分の積分強度図(等高線)をSiO J=2-1 分布(グレース ケール、Yamamoto et al. 1992)に重ねて示してある。十字線は、赤外線源 IRAS 03301+3057 の位置をエラーバーとともに示してある。

も"単極分子流"であることがわかる。原始星のすぐそばからきれいな双極 構造を示している B 335 とは、ずいぶんと様相が異なるようである。

青方偏移したガスは,赤外線源の位置を中心とし,サイズが25"(=8700 AU)×14"(=5000 AU)のリング状の構造を示している.赤外線源の位置は 不確定性が非常に大きいが(図中にエラーバーで示してある),COリングの 中心と良く一致していることから,ほぼこの位置に原始星があるものと考え て良いだろう.すなわち分子流は赤外線源IRAS 03301+3057 によってドラ イブされており,かつ分子流の軸は視線とほぼ垂直(B335の場合と90°向 きが異なる)と考えられる.

図3にグレースケールで示してあるのが、SiO J=2-1 輝線の強度分布である (Yamamoto et al. 1992). 分子流のリングはSiO の2つのクランプの間 にちょうど収まるような分布になっている. 一方,高密度ガスをトレースす

る H¹³CO⁺ (Yamamoto et al. 1992) や NH₃ (Bachiller et al. 1990) の分 布は,赤外線源の南東に密度の高い領域が存在していることを示している。 すなわち,SiO は分子流と高密度ガスとの境界付近に分布していることにな り, "原始星から吹き出した分子流が密度の高いガスにぶつかったところで 衝撃波が発生し,温度上昇を引き起こすとともに星間ダスト中のSiO 分子を 気相中に放出した"可能性を強く支持するものとなっている。

4 おわりに

"分子流"という現象が発見される以前には、星形成領域はただ単に星間ガ スが自己重力で収縮するだけの世界であると思われていた。しかし、新しい 観測手段が我々に見せてくれたものは、まわりの物質を激しい勢いで吹き飛 ばしながら成長する、きわめて「やんちゃな星の赤ん坊」の姿であった。ま た、今、原始星をとりまいている高密度円盤は、原始星が一人前の星に成長 するころには「原始惑星系」へと進化してゆくであろうと考えられている。 暗黒雲の奥深くでいま産声をあげている2つの星、B335とB1は遠い昔の 我が太陽の姿なのである。太陽および太陽系形成の謎を解き明かすには、さ らに高い分解能と、そしてかすかな電波放射にも充分応えられるような高い 感度での観測が必要になるだろう。21世紀の天文学は、どこまでこの謎に迫 れるだろうか?

- 1) Lo は太陽光度を表わす. 1 Lo は 3.85×10³³ erg s⁻¹
- 2) AU(Astronomical Unit)=天文単位. 1 AU=1.50×10⁸ km
- 3) Mo は太陽質量を表わす. 1 Mo は 1.99×10³³ g

参考文献

Bachiller, R., Menten, K. M., & del Rio-Alvarez, S. 1990, A &A, 236, 461 Frerking, M. A., & Langer, W. D. 1982, ApJ, 256, 523

Fukui, Y. 1989, in ESO Workshop on Low mass star formation and pre-main sequence objects, p 95

Goldsmith, P. F., Snell. R. L., Hemeon-Heyer, M., & Langer, W. D. 1984,

ApJ, 286, 599

- Hirano, N., Kameya, O., Nakayama, M., & Takakubo, K. 1988, ApJ, 327, L 69
- Hirano, N., Kameya, O., Kasuga, T., & Umemoto, T. 1992, ApJ, 390, L 85
- Hirano, N., Kameya, O., Kasuga, T., Mikami, H., Saito, S., Umemoto, T., & Yamamoto, S., in the proceedings of the IAU colloquium #140, in press
- IRAS Point Source Catalog, Version 2, 1988, Joint IRAS Science Working Group (Washington, DC: GPO)
- Keene, J., Davidson, J. A., Harper, D. A., Hildebrand, R. H., Jaffe, D. T., Lowenstein, R. F., Low, F. J., & Pernic, R., 1983, ApJ, 274, L 43
- Martin-Pinatado, J., Bachiller, R., & Fuente, A. 1992, A&A, 254, 315
- Nakayama, M. 1988, M. S. Thesis, (Tohoku University)
- Plambeck, R. L., Wright, M. C. H., Welch, W. J., Beiging, J. H., Baud, B., Ho, P. T. P., & Vogel, S. N. 1982, ApJ, 259, 617
- Pudritz, R. E., & Norman, C. A., 1986, ApJ, 301, 571
- Snell, R. L., Loren, R. B., & Plambeck, R. L. 1980, ApJ, 239, L17
- Tomita, Y., Saito, T., & Ohtani, H., 1979, PASJ, 31, 407
- Uchida, Y., & Shibata, K. 1985, PASJ, 37, 515
- Yamamoto, S., Mikami, H., Saito, S., Kaifu, N., Ohishi, M., & Kawaguchi, K. 1992, PASJ, 44, 459
- Ziurys, L. M., Friberg, P., & Irvine, W. M. 1989, ApJ, 343, 201

(一橋大学助手)