

分子雲コアの化学進化と星形成

— 分子輝線の分布は何を表しているのか? —

高 桑 繁 久

〈 中華民国中央研究院 天文及天文物理研究所

Academia Sinica Institute of Astronomy & Astrophysics, P. O. Box 1-87, Nankang, Taipei 11529, Taiwan R. O. C. 〉

e-mail : takakuwa@asiaa.sinica.edu.tw

おうし座分子雲においてさまざまな分子輝線を用いた分子雲コアのマッピング観測を行い、分子輝線ごとに分子雲コアの見え方が異なっていることがわかりました。各分子輝線の分布の違いは、分子雲コアが星形成に至るまでの物理的、化学的進化段階の違いを反映していると考えられます。本研究では、さまざまな分子輝線による分子雲コアの観測により、分子雲コアの進化段階を色分けできる可能性を示しました。

1. はじめに

1-1. 星形成

星はどのようにして生まれるのでしょうか？ この問題は、現代天文学において中心的な興味を集めている研究課題であるだけでなく、我々の太陽系のような惑星系の誕生、ひいては生命の起源にも関連する、自然科学一般に関わる重要な問題です。1980年代からの、ミリ波望遠鏡を用いた「星間分子雲」の観測的研究により、星間分子雲中に高密度（ガス密度 $\sim 10^5 \text{cm}^{-3}$ ）の分子ガスの塊「分子雲コア」が存在し、この分子雲コアが星を生むもとになっているということが明らかになってきました^{1), 2)}。そこで、星がどのようにして生まれるのかということを理解するためには、分子雲コアがどのように進化して「星形成」にいたるのかということを探らなければいけません。そのためには異なった進化段階にある分子雲コアを観測し、その物理状態、内部構造を詳細に調べる必要があります。

しかし、これまでの多くの研究にも関わらず、分子雲コアの進化過程に対する我々の理解はとほしいものです。例えば、最近の観測によると、星の

ほとんどは連星、あるいは3重星などの複数の星のシステムとして生まれているらしいことがわかってきていますが、これまでの研究はひとつの分子雲コアから単一の星がどう生まれるかということに観点がしばられていて、連星、3重星を生む分子雲コアの物理進化の機構は全くわかっていません。さらに、単一星を生むための分子雲コアの物理進化についても、これまで長年信じられて来たモデル（ambipolar diffusion \rightarrow singular isothermal sphere \rightarrow inside out collapse）が破綻する観測結果が多くでてきています³⁾。本稿ではこのような分子雲コアの研究の問題の中でもとりわけ大きな問題のひとつ、分子輝線の問題について、筆者の研究をもとにできるだけ簡潔に紹介したいと思います。

1-2. 分子雲コアを調べるプローブ：分子輝線

分子雲コアを観測し、その物理状態、内部構造を詳細に調べるためにはどのようなプローブ（観測手段としての分子輝線）を用いればよいのでしょうか？ 星間分子雲中の分子ガスの主成分は水素分子（ H_2 ）です。しかし、星間分子雲の極低温（ $< 30 \text{K}$ ）の条件下では H_2 自体は輝線を放射することはできません。したがって、分子雲コアの観測をするため

には、分子ガス中にごく少量（最も存在量の多い一酸化炭素 CO でも H_2 の千分の一未満、この存在量を「分子存在量」と呼ぶ）含まれる“別の”分子からの「分子輝線」を H_2 の“代わり”に観測しなければいけません。それぞれの分子輝線ごとにトレースする分子ガスの密度領域「臨界密度」は違います。例えば CO ($J=1-0$) 輝線は 10^2 cm^{-3} 程度の低密度の分子ガスをトレースします。一方、分子雲コアのガス密度は 10^5 cm^{-3} 程度と高密度なので、分子雲コアを観測するためにはこのような高い密度領域をトレースする分子輝線を用いる必要があります。10年くらい前までは、分子輝線の分布はその臨界密度の分子ガスの分布を忠実に反映していると考えられ、この仮定のもとに分子雲コアの観測的研究が行われてきました^{1), 2), 4), 5)}。しかし90年代に入ってから、野辺山宇宙電波観測所 45 m 望遠鏡などのミリ波望遠鏡の高精度化、高感度化に伴い、さまざまな分子輝線のマッピング観測が可能になり、その結果、たとえ臨界密度が同程度でも、それぞれの分子輝線の分布は全く異なっているという観測結果が多くでてきました^{6), 7), 8), 9), 10)}。星間分子雲の主成分である水素分子ガスの実際の分布は一意なので、これはそれぞれの分子輝線がガス密度の分布をそのまま反映しているわけではない、ということを表しています。すなわち、分子雲コアや星形成の研究のためには、一種類の分子輝線の観測では不十分なのです。

2. おうし座分子雲における $H^{13}CO^+$, CH_3OH , $C^{34}S$ 輝線の観測

そこで我々はさまざまな分子輝線の分布が分子雲コアのどのような側面を反映しているのかを調べるため、最も近傍（距離 140 pc ; 1 pc は 3.26 光年）の代表的な低質量星形成領域であるおうし座分子雲において、野辺山宇宙電波観測所 45 m 望遠鏡を用いて、フオルミルイオン ($H^{13}CO^+$; $J = 1-0$)、一硫化炭素 ($C^{34}S$; $J = 2-1$)、メタノール (CH_3OH ; $J_K = 2_0-1_0 A^+$) 輝線による広域マッピン

グ観測を行いました^{9), 10)}。これら3つの分子輝線は、分子雲コアの典型的なガス密度 $\sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$ 程度の高密度分子ガスをトレースすると考えられ、実際、これまで分子雲コアの研究で頻繁に用いられてきました^{4), 11), 12), 13), 14)}。しかしこれまでの研究では、これらの分子輝線は各輝線ごとにそれぞれ独立に観測されており、3種類すべての分子輝線を同時に観測し、その分布を比較・検討した研究はありませんでした。45 m 望遠鏡を用いれば、これら3つの分子輝線をすべて同時に観測することが可能です。つまり、異なった観測時間における望遠鏡の指向精度や感度の違いを気にする必要がなく、3つの分子輝線の分布を直接比較、検討することができます。さらに、これら3つの分子輝線はその遷移周波数が同程度であるため、同じビームサイズ ($20'' = 0.01 \text{ pc}$)、速度分解能 (0.1 km s^{-1}) での比較が可能です。

図1に $H^{13}CO^+$ (左)、 CH_3OH (中央)、 $C^{34}S$ (右) の観測結果を示します。 $H^{13}CO^+$, CH_3OH 輝線で見ると、おうし座分子雲は TMC-1, TMC-1C, L1527, TMC-1A の4つの領域にわけられることがわかります。一方、 $C^{34}S$ 輝線は、 $H^{13}CO^+$, CH_3OH 輝線と比べると全体的に弱いことがわかります。TMC-1, TMC-1C 領域は北西から南東に伸びたフィラメント状の分子雲です。一方 L1527 領域は若い原始星 IRAS 04368 + 2557 が付随する分子雲コアです。また TMC-1A 領域には2つの原始星 (IRAS 04361 + 2547, IRAS 04365 + 2535) が、それぞれ $H^{13}CO^+$ でみえる分子雲コアに付随しています。

図1をよくみると、 $H^{13}CO^+$ 輝線と CH_3OH 輝線の分布が異なっていることがわかります。例えば、TMC-1 や TMC-1C のフィラメントの北西の端には CH_3OH 輝線の塊が見られますが、 $H^{13}CO^+$ でははっきりと見られません。一方 L1527, TMC-1A 領域では原始星が付随した顕著な $H^{13}CO^+$ の分子雲コアがみられますが、 CH_3OH 輝線ではほとんどみられません。以下各領域ごとに、これら分子輝線の分布の違いを詳しく見ていくことにします。

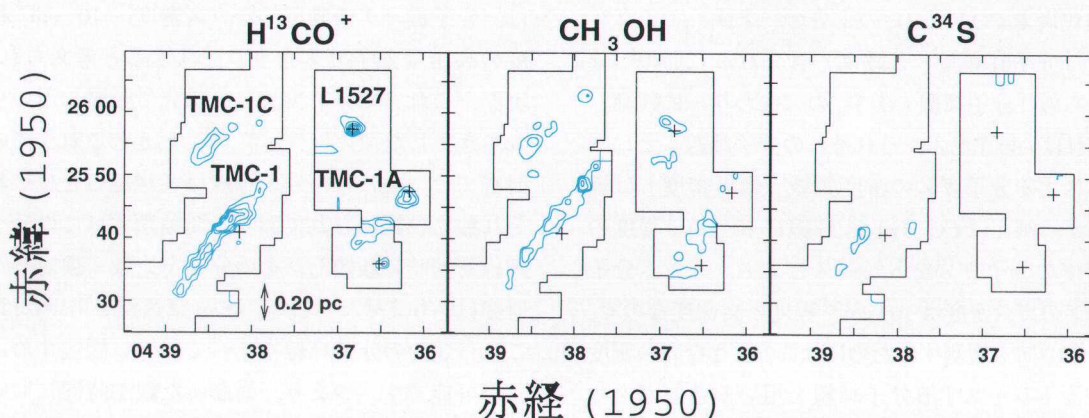


図1 おうし座分子雲における H^{13}CO^+ ($J=1-0$) (左), CH_3OH ($J_K=2_0-1_0 A^+$) (中央), C^{34}S ($J=2-1$) (右) 輝線の積分強度図 ($4.8-7.2 \text{ km s}^{-1}$). コントアレベルは 0.20 K km s^{-1} から 0.10 K km s^{-1} おき. 十印は原始星の位置を表す.

2-1. TMC-1

TMC-1 領域は、分子雲の化学組成を調べる研究対象として、これまで多くの観測が行われてきました^{6), 7), 15), 16), 17), 18), 19), 20)}. その結果、北西から南東に伸びたフィラメント状の分子雲の中に、フィラメントに沿った大局的な化学組成の違いがあることがわかってきました。フィラメントの南東

側は CCS , HC_3N などの「炭素鎖分子」の存在量が大きく、そのピークは「シアノポリンピーク」と呼ばれています (図2の■). 一方、フィラメントの北西側は NH_3 , SO などの分子の存在量が多く、そのピークは「アンモニアピーク」と呼ばれています (図2の▲).

図2に TMC-1 領域における H^{13}CO^+ (左),

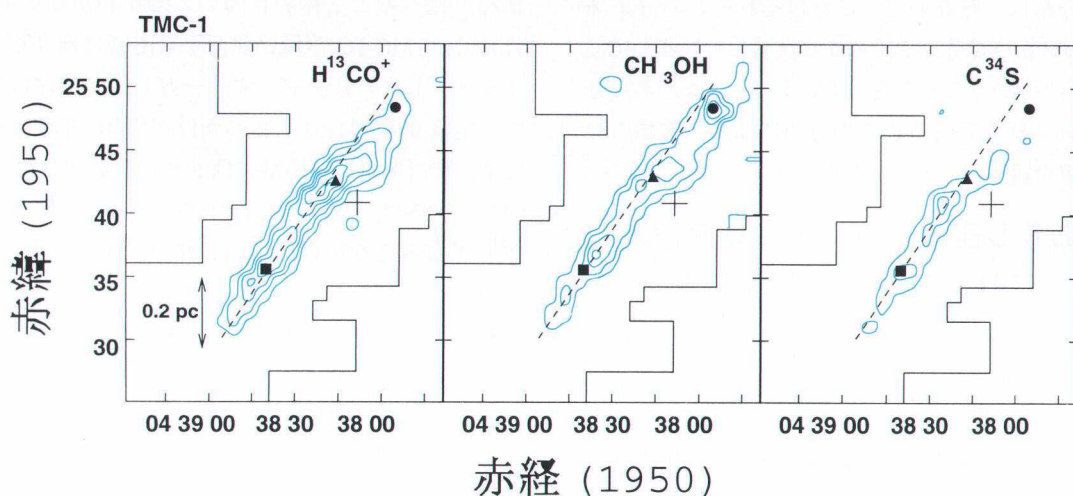


図2 TMC-1 領域における H^{13}CO^+ ($J=1-0$) (左), CH_3OH ($J_K=2_0-1_0 A^+$) (中央), C^{34}S ($J=2-1$) (右) 輝線の積分強度図 ($5.6-6.4 \text{ km s}^{-1}$). コントアレベルは 0.10 K km s^{-1} から 0.08 K km s^{-1} おき. 十印は原始星 IRAS 04381 + 2540, ■はシアノポリンピーク, ▲はアンモニアピーク, ●は TMC-1 CH_3OH の位置を表す. 破線は図3の位置—速度図の切った線を表す.

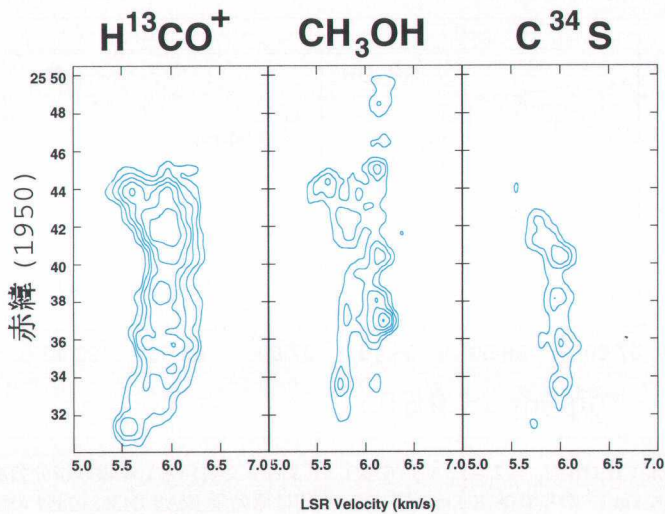


図3 図2の破線で切ったTMC-1領域における H^{13}CO^+ ($J=1-0$) (左), CH_3OH ($J_K=2_0-1_0 A^+$) (中央), C^{34}S ($J=2-1$) (右) 輝線の位置—速度図。コントアレベルは0.3 Kから0.1 Kおき。

CH_3OH (中央), C^{34}S (右) 輝線の分布を示します。我々の観測結果はアンモニアピーク, シアノポリンピークの違いというよりも, より詳細な分子輝線の分布の違いの存在を明らかにしています。 H^{13}CO^+ 輝線はシアノポリンピーク, アンモニアピークそれぞれの近くにピークを持ちます。それに対して CH_3OH 輝線のピークは, シアノポリンピーク, アンモニアピークに対して2'程度北西にずれています。フィラメントの北西の端には, もうひとつの強い CH_3OH 輝線のピーク (図2の●) があります。このピークは CH_3OH 輝線でみて最も強いピークですが, H^{13}CO^+ や C^{34}S 輝線では対応するピークは全くみられません (以下, このピークをTMC-1 CH_3OH と呼ぶことにします)。 C^{34}S 輝線はシアノポリンピーク, およびアンモニアピークの2'南東側にピークを持ちます。後者のピークは, H^{13}CO^+ 輝線や CH_3OH 輝線では見られません。

図3にフィラメントの長軸 (図2の破線) に沿って切ったTMC-1の位置—速度図を示します。 H^{13}CO^+ と C^{34}S 輝線のピークは空間的には一致しま

せんが, その視線速度は両者とも $\sim 6.0 \text{ km s}^{-1}$ です。それに対して, CH_3OH 輝線のピークの視線速度は $\sim 5.8 \text{ km s}^{-1}$ と $\sim 6.2 \text{ km s}^{-1}$ 付近で, H^{13}CO^+ , C^{34}S 輝線のそれとはずれています。すなわち, 図2でみてきたような空間的な分子輝線の分布の違いのみならず, 速度的な分布の違いもみられるのです。

2-2. TMC-1C

TMC-1C領域は原始星が存在せず, 原始星が形成される以前の分子雲コア「pre-stellar コア」の進化過程を調べる上で適した領域であると考えられます。そこで我々は, この領域については H^{13}CO^+ , CH_3OH 輝線による, より詳細な観測を行いました。その結果, 北西から南東に延びたフィラメント状の

分子雲の構造の中に H^{13}CO^+ 輝線で7個, CH_3OH 輝線で12個のpre-stellar コアが検出されました (表紙; コントアが H^{13}CO^+ 輝線の分布, カラースケールが CH_3OH 輝線の分布; 以下それぞれを H^{13}CO^+ コア, CH_3OH コアと呼ぶことにします)。これらの分子雲コアの平均的なサイズ, 線幅, および質量はそれぞれ0.07 pc, 0.3 km s^{-1} , 2太陽質量程度です。驚くべきことに H^{13}CO^+ コアと CH_3OH コアの分布は全く異なっていることがわかります。例えば, フィラメントの南東にある H^{13}CO^+ コアは, フィラメントの南東の CH_3OH コアに比べて2'南東にずれています。また, フィラメントの北西の端には強い CH_3OH コアが見られますが, H^{13}CO^+ 輝線ではほとんどみられません。詳細な比較を行った結果, H^{13}CO^+ コアと CH_3OH コアの分布はすべて反相関になっていることがわかりました。最も顕著なものは, フィラメントの北西の端にある, H^{13}CO^+ 輝線ではほとんどみられない強い CH_3OH コアです。以後, このピークをTMC-1C CH_3OH と呼ぶことにします。

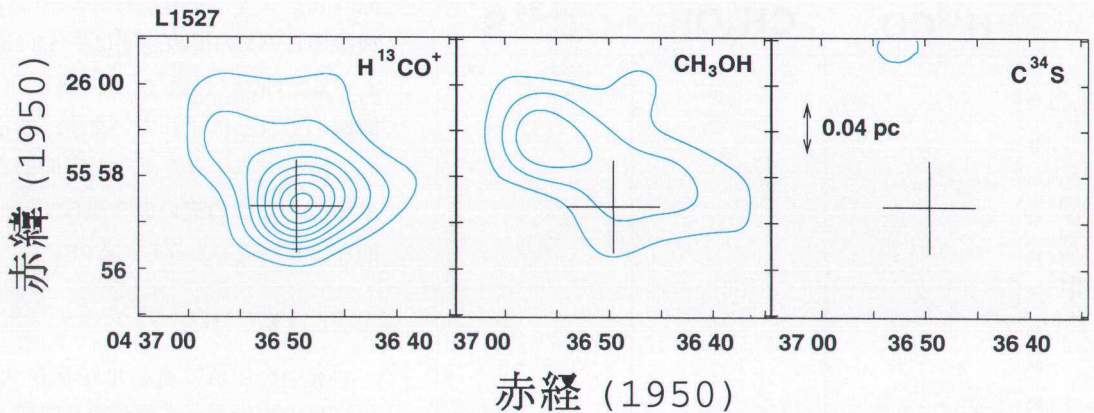


図4 L1527 領域における H^{13}CO^+ ($J = 1-0$) (左), CH_3OH ($J_K = 2_0-1_0 A^+$) (中央), C^{34}S ($J = 2-1$) (右) 輝線の積分強度図 ($5.2-7.3 \text{ km s}^{-1}$). コントアレベルは 0.12 K km s^{-1} から 0.08 K km s^{-1} おき. 十印は原始星 IRAS 04368+2557 の位置を表す.

2-3. L1527

図4にL1527領域における H^{13}CO^+ (左), CH_3OH (中央), C^{34}S (右) 輝線の分布を示します. H^{13}CO^+ 輝線の分布は, 原始星 IRAS 04368 + 2557 に強く中心集中した分子雲コアの様相を表しています. このような, 原始星に強く集中した H^{13}CO^+ 輝線の分布は, これまでの他の観測結果^{4), 14)}でもみられています. この H^{13}CO^+ 輝線のピークは, 本研究の全観測の中で最も強いピークです. 一方, CH_3OH 輝線のピークは原始星から $90''$ 北東にずれており, H^{13}CO^+ 輝線のように原始星に強く中心集中した様相はみられません. また, H^{13}CO^+ 輝線が最も強いものに対して, C^{34}S 輝線は全く検出されていません.

2-4. TMC-1A

最後に TMC-1A 領域における H^{13}CO^+ (左), CH_3OH (中央), C^{34}S (右) 輝線の分布を図5に示します. H^{13}CO^+ 輝線でみえる構造は, ふたつの原始星 (IRAS 04361 + 2547: 北西, IRAS 04365 + 2535: 南東) の両方によく対応しています. 一方, CH_3OH 輝線はこのふたつの原始星の方向ではほとんど検出されていません. C^{34}S 輝線も同様です.

図5をみると, 原始星の付随していないもうひ

とつの分子雲コアが H^{13}CO^+ , CH_3OH 輝線で見られることがわかります (図5の●). この分子雲コアはまだ原始星が誕生していない若い分子雲コア: pre-stellar コアであると考えられ, 分子雲コアがどのように進化して原始星形成に至るのかを調べる上で, ひとつの重要な研究対象であると考えられます (以下 TMC-1A pre-stellar).

3. 分布の違いの要因は?

前節でみてきたように, おうし座分子雲における H^{13}CO^+ , CH_3OH , C^{34}S 輝線の分布は顕著に異なっていることがわかりました. とりわけ, H^{13}CO^+ 輝線の原始星とのよい相関, CH_3OH , C^{34}S 輝線の反相関, および CH_3OH 輝線のみで見られる原始星の付随しない分子雲コアの存在の検出は大変重要な発見でした. それでは, このような分子輝線の分布の違いの要因は何でしょうか. 我々はこの問題に答えるため, 分布の違いが顕著な9点 (TMC-1 シアノポリンピーク, アンモニアピーク, TMC-1 CH_3OH , TMC-1C, TMC-1C CH_3OH , TMC-1A pre-stellar, および原始星 IRAS 04368 + 2557, IRAS 04365 + 2535, IRAS 04361 + 2547) を選び, その9点について詳細な解析を行いました.

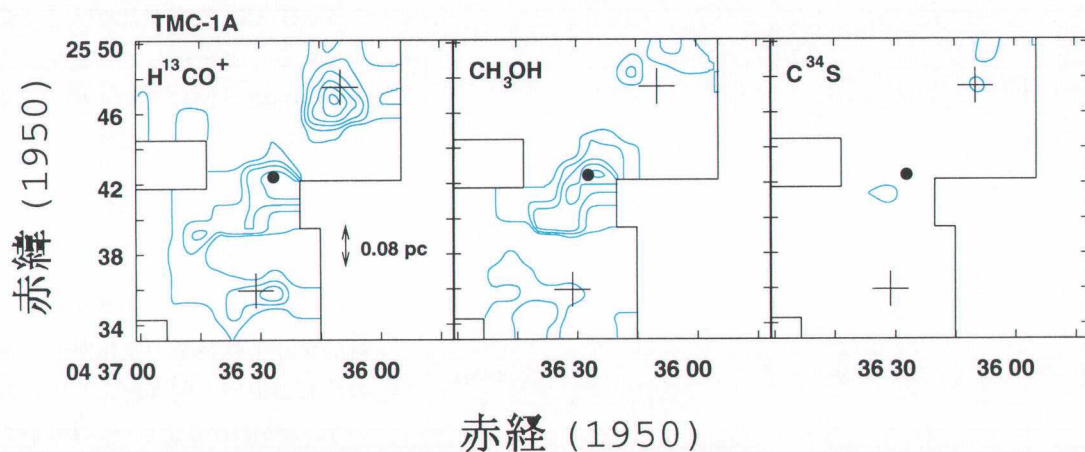


図5 TMC-1A 領域における H^{13}CO^+ ($J=1-0$) (左), CH_3OH ($J_K=2_0-1_0 A^+$) (中央), C^{34}S ($J=2-1$) (右) 輝線の積分強度図 ($6.1-6.9 \text{ km s}^{-1}$). コントアレベルは 0.10 K km s^{-1} から 0.05 K km s^{-1} おき. 十印は原始星, ●印は TMC-1A pre-stellar の位置を表す.

これらの9点の場所は図2～5の中にマークされています. また, これらの点に対しては C^{34}S ($J=1-0$) 輝線の観測も新たに行いました. なぜならば, C^{34}S ($J=2-1$) 輝線は微弱で, C^{34}S 分子の存在量を正確に調べるためにはより強度の強い C^{34}S ($J=1-0$) 輝線のデータが必要だったからです.

分子輝線の強度を決めているものは, 基本的には分子ガスの密度, 温度, および分子存在量です. ですから, 観測で得られた分子輝線の強度から, ある仮定のもとにその分子ガスの密度, 温度, および分子存在量を推定することができます. 我々は Large Velocity Gradient (LVG)^{21), 22)} という仮定を用いて, 上記9点の分子輝線の強度から, その密度や分子存在量を推定しました. この際, おうし座分子雲ではアンモニアなどの観測から, 分子ガスの温度は 10 K 程度であることが見積もられていますので, 温度は固定できます.

LVGによる解析結果を図6に示します. 図6で, 横軸は H^{13}CO^+ 輝線, 縦軸は CH_3OH 輝線の9点における強度を示します. エラーバーつきのプロットは観測結果 (それぞれの9点の場所を書いてある), 実線のカーブはLVGで計算した両輝線の相対強度

です. 複数のカーブはそれぞれ異なった $\text{CH}_3\text{OH} / \text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比を表します. すなわち $\times 1$ 倍のカーブは, 両分子の存在量比が TMC-1 シアノポリンピークでの値である場合, $\times 2$ 倍は $\text{CH}_3\text{OH} / \text{H}^{13}\text{CO}^+$ の存在量比がシアノポリンピークでのそれに比べて2倍大きい場合という意味です. もし $\text{CH}_3\text{OH} / \text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比が場所によらず一定であり分子ガスの密度のみが変化するのであれば, 観測結果のプロットはその存在量比で計算したLVGのカーブに沿って分布するはずですが, 実際の観測結果のプロットはいくつものLVGのカーブにまたがって分布しています. これは, $\text{CH}_3\text{OH} / \text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比がおうし座分子雲中で一定でなく, 場所ごとに異なっていることを示しています. 2つの CH_3OH コア (TMC-1C CH_3OH , TMC-1 CH_3OH) では $\text{CH}_3\text{OH} / \text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比が, TMC-1 シアノポリンピークでの値に比べて1桁も増大していることがわかります. それに対して原始星の付随する分子雲コア (IRAS 04368 + 2557, IRAS 04365 + 2535, IRAS 04361 + 2547) では, $\text{CH}_3\text{OH} / \text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比は低くなっていることがわかります. すなわち, H^{13}CO^+ 輝線が原始星の付随する分子雲コアをよくト

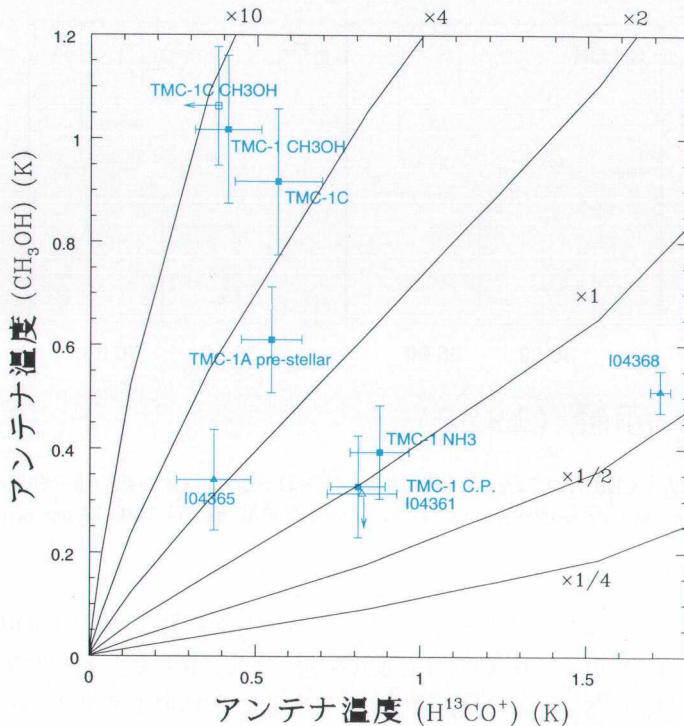


図6 おうし座分子雲中の9つの場所における H^{13}CO^+ 輝線と CH_3OH 輝線の強度相関図。エラーバーは 1σ 。矢印のついたプロットは 3σ の上限を表す。四角のマークは原始星の付随しない場所、三角のマークは原始星の付随する場所における強度相関を表す。複数のカーブはLVGモデルで計算した強度相関。それぞれのカーブは、 H^{13}CO^+ に対する CH_3OH の相対的な存在量が $\times 1$, $\times 2$, $\times 4$, $\times 10$, $\times 1/2$, $\times 1/4$ の場合を表す。

レースするのに対して CH_3OH 輝線は逆に原始星が付随していない分子雲コアをよくトレースするという観測結果は、 $\text{CH}_3\text{OH}/\text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比の違いで説明できるのです。

図7は H^{13}CO^+ 、 C^{34}S 輝線での図6と同様のプロットです。ここで C^{34}S 輝線は $J=2-1$ ではなく $J=1-0$ 輝線の結果を用いています。 C^{34}S ($J=1-0$) 輝線は、ほとんどの原始星の付随しない分子雲コアで検出されましたが、原始星の付随する分子雲コアでは全く検出されませんでした。原始星の付随する分子雲コアで H^{13}CO^+ 輝線は強いので、このことは原始星の付随する分子雲コアでは、原始星

の付随しない分子雲コアに比べて、 $\text{C}^{34}\text{S}/\text{H}^{13}\text{CO}^+$ 存在量比が大きく減少していることを示しています。特に IRAS 04368 + 2557 では1桁近く減少していることがわかります。

4. 分子雲コアの化学進化と星形成

LVGを用いた前節の解析から、相対的な分子存在量の変化が分子輝線の分布の違いを引き起こしているということがわかりました。すなわち分子雲コアごとに分子存在量が異なっているということです。それではこの分子存在量の違いは、分子雲コアのどのような側面を反映しているのでしょうか？

一般に、分子雲コアの化学は平衡状態にはなく、時間的に進化しています。すなわちおのおの分子存在量は分子雲コアの化学的進化段階に伴って時間的に変化しています。気相における分子雲コアの化学進化のモデル計算によると^{20), 23)}、 CH_3OH 、 C^{34}S の分子存在量は分子雲コアの化学進化の初期段階 ($\sim 10^{4.5}$ 年) でピ

ークとなり、後期段階 ($> 10^6$ 年) では大きく減少することが示されています。一方、 H^{13}CO^+ の分子存在量は化学進化が後期段階 ($> 10^6$ 年) に進むにつれて増大していきます。このような気相における分子雲コアの化学進化のふるまいは、炭素元素Cの形態によって支配されています。分子雲コアの化学進化の初期段階では、炭素元素の形態は主として一階電離イオン C^+ 、もしくは中性炭素 C I です。一方、化学進化が進んで平衡状態に近付くと、炭素元素のほとんどは酸素元素Oと結合して一酸化炭素 CO となってしまいます。 CH_3OH 、 C^{34}S は C^+ 、 C I から CH_3^+ を介して形成されるので、

CH_3OH , C^{34}S の分子存在量は C^+ , C が豊富に存在する分子雲コアの化学進化の初期段階でピークとなるのです。一方, H^{13}CO^+ は ^{13}CO に H_3^+ イオンがくっついて形成されるため, H^{13}CO^+ の分子存在量は CO が豊富に存在する分子雲コアの化学進化の後期段階で多くなるのです。

我々の観測結果は, 原始星の付随していない分子雲コアでは CH_3OH , C^{34}S の分子存在量が多く, 逆に原始星の付随している分子雲コアでは H^{13}CO^+ の分子存在量が多くて CH_3OH , C^{34}S の分子存在量は下がっていることを示しています。原始星の付随していない分子雲コアは, 原始星がすでに付随している分子雲コアに比べて, まだ星形成に至っていない進化段階の若い分子雲コアであると考えられます。したがって, 化学進化の段階が若く, CH_3OH , C^{34}S の分子存在量が多いのです。逆に原始星がすでに付随している分子雲コアは化学進化の段階が進んでいると考えられ, H^{13}CO^+ の分子存在量が多くなっているのです。

さらに TMC-1C 領域では, 原始星がまだ付随していない pre-stellar H^{13}CO^+ コア, CH_3OH コアがそれぞれ独立に検出されました。分子雲コアの化学進化の観点からみると, TMC-1C 内の H^{13}CO^+ コアは原始星がまだ付随していないとはいえ, CH_3OH コアにくらべると進化段階の進んだ分子雲コアであり, 原始星形成に近い分子雲コアであるということが考えられます。実際, これらの分子雲コアは重力的に束縛されており, 将来原始星を生む可能性があります。

一方, 気相における分子雲コアの化学進化に加えて, 気相の分子が分子ガス中に存在するダスト

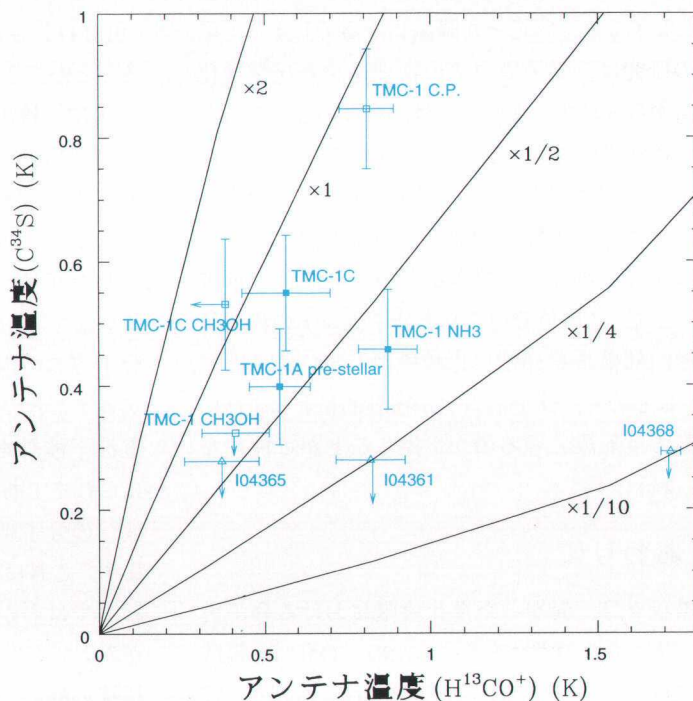


図7 H^{13}CO^+ 輝線と C^{34}S ($J=1-0$) 輝線における図6と同様の図。

表面上にくっついて凍り付いてしまうことにより, 気相の分子の存在量が減少してしまう可能性も考えられます。ダストとの相互作用も考慮にいたした分子雲コアの化学進化のモデル²⁴⁾によると, 化学進化の後期段階では C^{34}S 分子がダスト上にくっついてしまい, 気相中の存在量が大きく減少することが示されています。原始星方向で全く C^{34}S 輝線が検出されなかったのは, このようなダストの効果が効いているののかもしれません。

このような我々の観測結果を考えると, これまでの一分子輝線のみを用いた分子雲コアの研究がいに危険で, 間違った結果をもたらし得るかがわかります。一分子輝線のみでの観測では, さまざまな進化段階にある分子雲コアの無バイアスサンプルを得ることはできません。しかし, それにも関わらず一分子輝線の観測で得られたサンプルが分

子雲コアの無バイアスサンプルとあって、分子雲コアがどのように進化して星形成に至るのかを議論しようとする、間違った議論になるでしょう。星形成の研究は、分子雲コアの物理進化と化学進化の両面から進めていかなければいけないということです。我々の観測結果は、分子輝線の分布の違いは分子雲コアの進化段階の違いを反映しており、さまざまな分子輝線の観測を行うことにより、分子雲コアを“色分け”できるという可能性を示唆しています。この色分けされた分子雲コアの物理的性質や内部構造を詳細に比較検討していくことにより、はじめて、分子雲コアが物理的にどのように進化して星形成に至るのかを探ることが可能になるでしょう。

5. おわりに

実際我々は、異なった進化段階における分子雲コアの内部構造の違いを調べるため、TMC-1C 領域の H^{13}CO^+ コア、 CH_3OH コアそれぞれにおいて、野辺山ミリ波干渉計を用いた観測を遂行しました。まだ投稿論文としてまとめ切れていないので本稿では詳しくはふれませんが、0.1 pc スケールの分子雲コアの中に 0.005 pc (= 1000 天文単位) を切る小さな分子ガスの構造が検出されています。最近の他の高空間分解能観測でも、このような小さな構造が検出され始めており^{25), 26)}、どうやらこのような構造は分子雲コアの進化過程を考える上で重要なファクターとなると考えられます。

それでは今後、このような研究をさらに発展させていくためにはどうすればいいのでしょうか。まず本研究のように、さまざまな分子輝線を用いた分子雲コアの広域、無バイアスサーベイ観測が必須でしょう。本研究はこの最初の一步であると考えられます。近年、野辺山宇宙電波観測所のスタッフの方々の努力により、野辺山 45 m 望遠鏡で、天球上の 25 点を同時に観測できるマルチビーム受信機 BEARS が使用可能になりました。この観測装置により、これまでは不可能であったさまざまな分子

輝線による分子雲の広域マッピング観測が可能になります。これにより、異なった進化段階にある“色分け”された分子雲コアのサンプルを手に入れることができるでしょう。

次に、検出された分子雲コアのサンプルの詳細な内部構造の観測が重要です。既存の野辺山ミリ波干渉計でもかなりの成果を得ることができますが、筆者はこの研究のために次期大型ミリ波サブミリ波干渉計 (LMSA) 計画に大きな期待を寄せています。分子雲コア内のサイズ、質量の小さな分子ガスの構造を検出し、その物理的性質や分子雲コアごとの違いを議論するためには、高い感度の電波干渉計を用いた観測が必要だからです。さらにこれまであまり注目されていなかった“サブミリ波”の分子輝線を用いた観測も重要であると思います。これにより、これまでのミリ波の分子輝線の観測ではわからなかった分子雲コアの新たな側面がみえてくる可能性があります (ちょうど単一分子輝線の観測では見付けられなかったことが、複数分子輝線の観測により現れてきたように)。LMSA のプロトタイプアンテナとなっている、日本初の大口径サブミリ波望遠鏡：アタカマサブミリ波望遠鏡 (ASTE) はこのような研究にとてつもない力を発揮すると思います。さらに筆者が現在、中華民国中央研究院において携わっているサブミリ波干渉計 (SMA) は世界初のサブミリ波電波干渉計であり、ASTE との共同研究によりサブミリ波天文学を開拓し、LMSA 計画の実現に向けて多くのものを得ることができるでしょう。筆者はこのような電波天文学の新たなフロンティアを開拓すべく、LMSA の開発に貢献できればと考えています。

本稿は筆者の学術論文^{9), 10)}および博士学位論文の内容に基づいたものです。本研究を進めるにあたり、国立天文台野辺山宇宙電波観測所のスタッフの方々をはじめ、C.f.A.の斎藤正雄博士、国立天文台の平野尚美博士、中華民国中央研究院の大橋永芳博士から多くの御指導、御協力を頂きました。深く御礼申し上げます。

参考文献

- 1) Myers P. C., Linke R., Benson P.J., 1983, ApJ 264, 517
- 2) Benson P. J., Myers P. C., 1989, ApJS 71, 89
- 3) André P., Motte F., Bacmann A., Belloche A., 1999, in Proceedings of Star Formation 1999, Edited by Taishi Nakamoto., p145 - 152
- 4) Mizuno A., Onishi T., Hayashi M., Ohashi N., Sunada K., Hasegawa T., Fukui Y., 1994, Nature 368, 719
- 5) Tatematsu K., Umemoto T., Kameya O., Hirano N., Hasegawa T., Hayashi M., Iwata T., et al., 1993, ApJ 404, 643
- 6) Hirahara Y., Suzuki H., Yamamoto S., Kawaguchi K., Kaifu N., Ohishi M., Takano S., Ishikawa S., Masuda A., 1992, ApJ 394, 539
- 7) Hirahara Y., Masuda A., Kawaguchi K., Ohishi M., Ishikawa S., Yamamoto S., Takano S., Kaifu N., 1995, PASJ 47, 845
- 8) Kuiper T. B. H., Langer W. D., Velusamy T., 1996, ApJ 468, 761
- 9) Takakuwa S., Mikami H., Saito M., 1998, ApJ 501, 723
- 10) Takakuwa S., Mikami H., Saito M., Hirano N., 2000, ApJ in press
- 11) Friberg P., Madden S. C., Hjalmarsen A., Irvine, W. M., 1988, A&A 195, 281
- 12) Zhou S., Wu Y., Evans II, N. J., Fuller G. A., Myers P. C., 1989, ApJ 346, 168
- 13) Lada E. A., Evans II, N. J., Falgarone E., 1997, ApJ 488, 286
- 14) Saito M., Sunada K., Kawabe R., Kitamura Y., Hirano N., 1999, ApJ 518, 334
- 15) Little L. T., Macdonald G. H., Riley P. W., Matheson D. N., 1979, MNRAS 189, 539
- 16) Tölle F., Ungerechts H., Walmsley C. M., Winnewisser G., Churchwell E., 1981, A&A 95, 143
- 17) Snell R. L., Langer W. D., Frerking M. A., 1982, ApJ 255, 149
- 18) Olano C. A., Walmsley C. M., Wilson T. L., 1988, A&A 196, 194
- 19) Fuente A., Cernicharo J., Barcia A., Gómez-González J., 1990, A&A 231, 151
- 20) Pratap P., Dickens J. E., Snell R. L., Miralles M. P., Bergin E. A., Irvine W. M., Schloerb F. P., 1997, ApJ 486, 862
- 21) Goldreich P., Kwan J., 1974, ApJ 189, 441
- 22) Scoville N. Z., Solomon P. M., 1974, ApJ 187, L67
- 23) Leung C. M., Herbst E., Huebner W. F., 1984, ApJS 56, 231
- 24) Bergin E. A., Langer W. D., 1997, ApJ 486, 316
- 25) Langer W. D., Velusamy T., Kuiper T. B. H., Levin S., Olsen E., Migenes V., 1995, ApJ 453, 293
- 26) Peng R., Langer W. D., Velusamy T., Kuiper T. B. H., Levin S., 1998, ApJ 497, 842

Chemical Evolution of Molecular Cloud Cores and Star Formation

— What is the implication of molecular line distributions? —

Shigehisa TAKAKUWA

Academia Sinica Institute of Astronomy & Astrophysics, Taiwan

Abstract: We have performed mapping observations of molecular cloud cores with various molecular lines in Taurus Molecular Cloud. We have discovered that the maps of molecular cloud cores are different from one molecular line to another. We have found that this reflects the different physical and chemical evolutionary stages of molecular cloud cores toward the star formation.