

FUGIN サーベイによる低密度分子ガスと 高密度分子ガスの質量測定



藤田

藤田 真司¹・鳥居 和史²

〈¹ 名古屋大学大学院理学研究科 〒464-8602 愛知県名古屋市千種区不老町〉

〈² 国立天文台 野辺山宇宙電波観測所 〒384-1305 長野県南佐久郡南牧村大字野辺山 462-2〉

e-mail: ¹fujita.shinji@a.phys.nagoya-u.ac.jp

星は高密度になったガスをもとに形成されることが知られています。しかしながら、銀河系を含む様々な銀河内で実際に形成されている星の量は、理論的に予想される星の形成量と比べおよそ1000倍小さいという大きな問題があります。今回私たちはFUGINの3輝線データを用い、5 kpc (≈16000 光年) に渡るスケールで銀河系内の低密度分子ガスと高密度分子ガスの質量測定を行いました。その結果、星を形成する高密度ガスの割合 (f_{DG}) が約2.9%とそもそも少ないことがわかりました。さらに、今回対象とした範囲において、アーム領域とインターアーム領域でそれぞれ4-5%と0.1-0.4%と、 f_{DG} に大きな差があることもわかりました。本研究で得られた知見は、星形成に関わる観測的研究及び理論的研究にとって重要な制限を与えることが期待されます。

1. 研究の背景

一つの銀河には数百億とも数千億とも言われる数の星がありますが、この星々は、星間物質の一つである分子雲や原子雲を材料として形成されます。一般的に分子雲は非常に冷たく、絶対温度で10度程度です。そのため、電磁波の中でもエネルギーの低い (≈周波数の低い) 電波でしか基本的にはトレースできません。密度には大きな“むら”，つまり薄い部分 (『低密度ガス』) と濃い部分 (『高密度ガス』) があります。明確な定義はありませんが、慣習的にH₂分子の単位体積当たりの個数密度10³~10⁴個cm⁻³辺りを境に呼び分けられており、特に後者の高密度ガスの中で星が作られることが知られています。自己重力や何らかの外的な力によって低密度ガスが集まり高密度ガスへと進化し、さらにその中で星が作られる、というのが星形成シナリオの大きな枠組みです。

過去、様々な銀河を対象に分子雲の観測が盛ん

に行われました。その結果、ガスの量とその中で形成されている星の量の間には、普遍的に以下のような関係があるということがわかっています。

$$\Sigma_{\text{星形成率}} \propto (\Sigma_{\text{ガス}})^n \quad (1)$$

左辺と右辺の Σ はそれぞれ単位面積当たりの星形成率 [$M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$] と単位面積当たりのガスの質量 [$M_{\odot} \text{ kpc}^{-2}$] を示しています。右辺の右肩の n は無次元数で、概ね1.4になることが知られています。この経験則は発見者にちなんでKennicutt-Schmidt (K-S) 則と呼ばれ広く用いられています [1, 2]。一方で、理論的には、あるガスの質量から形成される星の量は、例えば自己重力による自由落下のみを考えた場合の簡単なモデルを用いれば一意に計算できます。すると、ある一つの大きな問題が浮かび上がります。観測される星形成率は、銀河全体に分布するガスの総質量 (低密度ガス+高密度ガス) から理論的に推定される星形成率に比べ、1000倍ほど小さいのです。こ

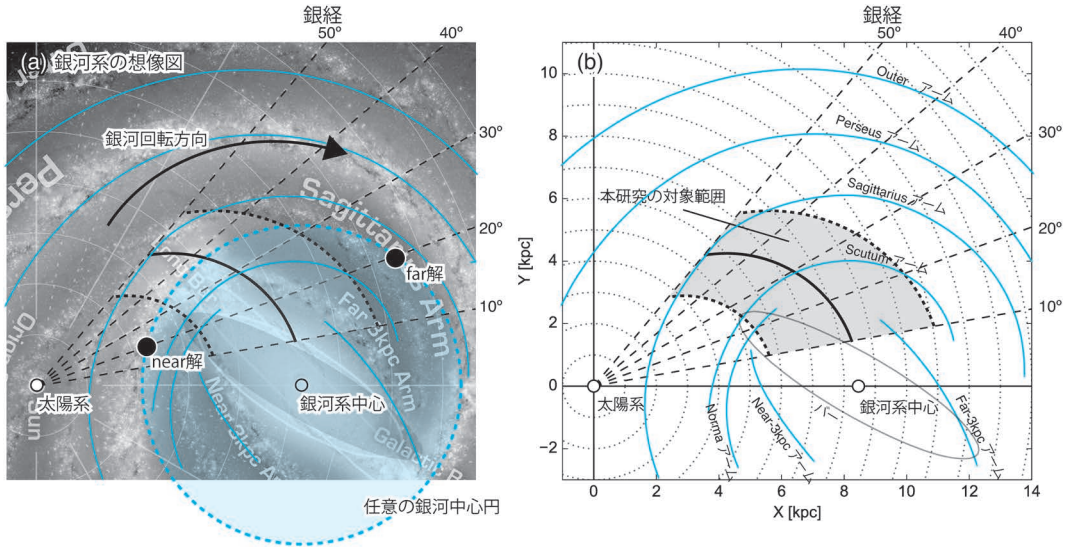


図1 (a) 銀河系を上から見た想像図 (NASA/JPL-Caltech/R. Hurt (SSC/Caltech)). 青の実線はアームのおおよその位置を示しています。(b) 左の図と同様です。黒の太線とグレーの領域が本研究で選定したデータの範囲を示しており、図2の黒の太線とグレーの領域に対応しています。

これは、星の形成を妨げている“何か”の存在を示唆しています。

高密度ガス内部での星の形成過程を探るべく、Orion領域やTaurus領域をはじめとする近傍の星形成領域に対し様々な望遠鏡による観測が多くの研究者によって行われてきました。例えば近年では、高密度ガス内部の特に高密度な部分が普遍的にフィラメント状(≒ひも状)の構造を持っており、その中で星が形成されているといった描像がハーシェル宇宙望遠鏡によって得られています[3]。しかしながら、上で述べた、形成されている星の量が期待よりも少ないという問題の解決には至っていません。これに加えて、星を形成する高密度ガスは銀河全体でどれくらいあるか、また、そもそも高密度ガスは銀河内でどのように形成されるのか、なども明らかではありません。星形成シナリオの確立にはこれらの理解は不可欠です。

観測的にそのような研究が難しい理由として、まず一つ、低密度ガスと高密度ガスの分布のギャップがあります。低密度ガスは銀河系のアーム

(渦状腕)領域を中心にインターアーム領域(アームとアームの間の領域)にまで大きく広がっていますが、一方の高密度ガスはその1/100から1/1000くらいの広がりしか持たない矮小な存在です。分子ガスの観測には主に電波望遠鏡が用いられます。一般的に、直径数10 cm-数m程の電波望遠鏡は視野が広く、希薄で広がった低密度ガスの観測に適していますが、角度分解能が低いために高密度ガスはぼやけて観測されてしまいます。高密度ガスは高い角度分解能を持つ大型(直径数10 m)の電波望遠鏡や電波干渉計を用いることによってとらえられます。しかし今度は反対に、高い角度分解能であるがために、低密度ガスが分布する広い領域までも観測するには途方もない時間がかかってしまいます。顕微鏡を使って新聞を読むようなものです。このように、従来の観測では、高密度ガスをとらえる高い空間分解能と低密度ガス全体をカバーする広い観測範囲を両立し、二つのガスを公平に調査することが困難でした。

この問題をクリアしたのが、野辺山45 m電波

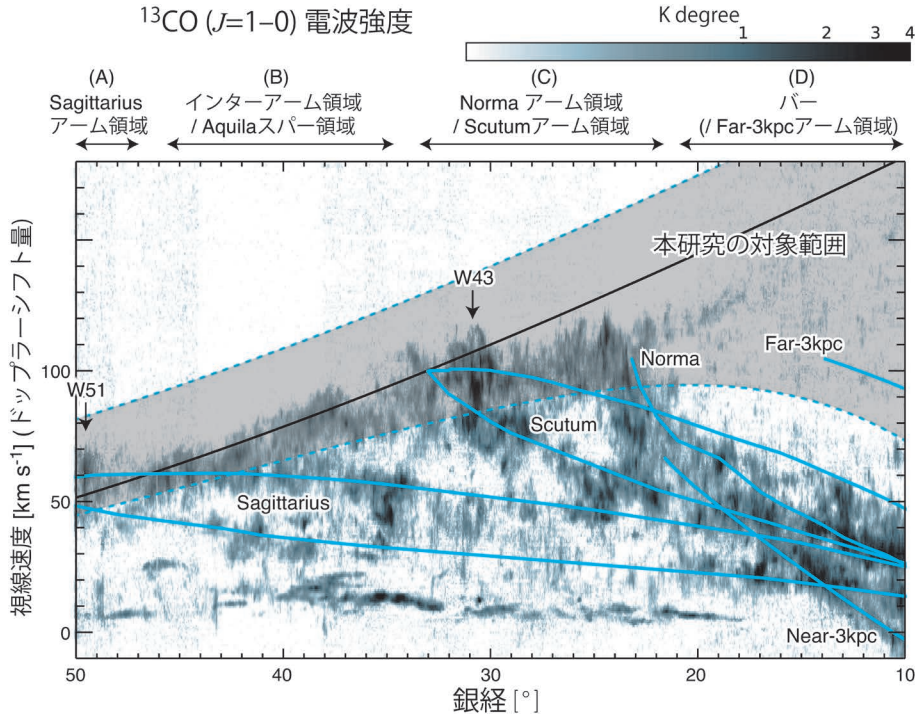


図2 FUGINの ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線データの銀経-速度図です。銀緯方向は全て足し合わせています。青の実線はアームのおおよその位置を示し、黒の実線は銀河中心円に対する太陽系からの折線点 (near解=far解となる点) の集合を示しています。W43とW51は、銀河系内で非常に活発な星形成領域を行っている代表的な領域です。

望遠鏡に新たに搭載されたFOREST受信機による天の川の銀河面CO分子輝線サーベイプロジェクト「FOREST Unbiased Galactic plane Imaging survey with the Nobeyama 45-m telescope (FUGIN)」です(詳細は本特集の梅本智文さんの記事をご参照ください)。分子ガスの最も基本的なトレーサーである ^{12}CO ($J=1-0$) 輝線と、さらにその同位体である ^{13}CO ($J=1-0$) と C^{18}O ($J=1-0$) の輝線を用い、銀河系の低密度ガスと高密度ガスの詳細な分布が世界一広い領域で描き出されました。これは、間違いなく天文学の貴重な遺産となりうるビッグデータです。

2. 低密度ガス量と高密度ガス量の測定

2.1 データの選定

今回私たちはこのFUGINから得られた分子ガ

スのデータから、低密度ガスと高密度ガスの質量の測定を行いました。しかし、まず最初に一つの問題にぶつかります。それは、分子雲の距離に関する問題です。

電波輝線観測のメリットの一つとして、視線速度情報(\approx ドップラーシフト量)が得られるということが挙げられます。我々は銀河系の中から銀河系を観測しているため、近い分子雲と遠い分子雲が視線上に重なって見えてしまっていますが、このドップラーシフト量によって分離可能な場合があります。また、空間分布とこの視線速度情報の組み合わせによって、電波データから個々の分子雲の運動の様子が推察できます。例えば、膨張、回転、衝突などです。それに加え、分子雲の中心速度から、図1(a)に示すように銀河系の回転と太陽系の位置を仮定すれば、分子雲と銀河系中心との間の距離が計算でき、結果として太陽系から分

子雲までの距離が得られます [4]. これは運動学的距離と呼ばれ広く用いられています. しかしながらこの算出方法では, 銀河中心から太陽系よりも内側の領域の場合, 縮退した二つの距離—near解とfar解—が同時に得られます (図1(a)の黒丸). これらを分離することは一般的には容易ではなく, 天文学者を苦悩させる大きな問題の一つです (near-far問題). 推定されるガスの質量は距離の2乗に比例するため, 例えば距離を3倍取り違えてしまうと質量をおよそ10倍も見誤ってしまいます. このnear-far問題を統一的に解く手法については, FUGINから派生した別のプロジェクトによる研究が現在進行中です.

図2は横軸に銀経, 縦軸に視線速度をとり, グレーのカラーが ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線の電波の強度を示しています. 可視化のため, 銀緯方向にデータを全て足し合わせています. 速度情報を見ることによって, 銀河系の様々なアームに付随する分子雲や太陽系近傍の分子雲などがFUGINデータに含まれていることがこの図からわかります. 今回の私たちの測定では, 上で述べたような質量の誤算の影響を小さくするために, 解析対象をnear解とfar解の差が小さい ($\pm 30\%$) 領域に限定しました. つまり, 視線が銀河中心円の接線となる点集合の周辺です. 銀河の上から見ると, 図1(b)の中のグレーの範囲に相当します. そうしてくり抜いてきたデータの空間分布を図3に示します. 横軸が銀経, 縦軸が銀緯です (紙面の都合上, 4分割しています). 図中の縦の矢印は100 pc (≈ 326 光年)の長さを表しています. また, 今回の対象範囲は, 図2の上を示すように, 銀河系の構造的に(A)-(D)の4領域に特徴付けることができます.

2.2 質量の測定方法と高密度ガスの定義

先にも述べましたように, FUGINには ^{12}CO ($J=1-0$) 輝線とその同位体 ^{13}CO と C^{18}O の輝線の三つのデータがあります. 同位体は, いわば“レア”分子で, 分子ガスの中に一定の割合で含

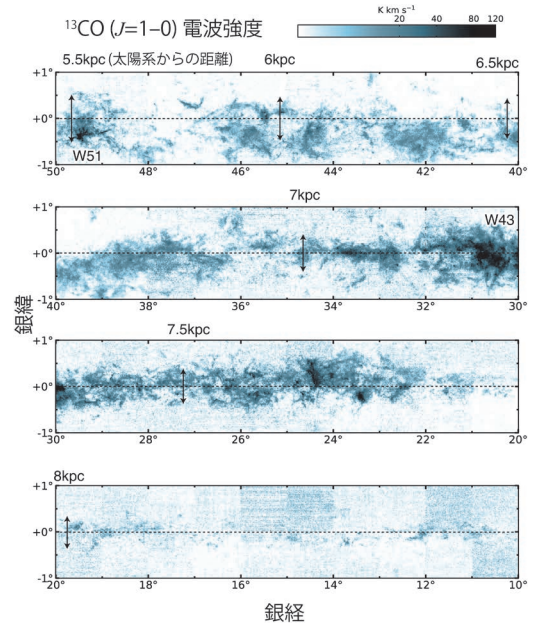


図3 FUGINの ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線データを速度方向 (周波数方向) に足し合わせたものです. 図1 (b) で示された範囲のデータのみが足し合わされています. 上の数字は太陽系からの距離を示しています. 矢印は全て100 pc (約326光年)の長さを示しています.

まれています. しかし, 仮にその割合がどの領域でも等しいとしても, これら三つの輝線データは互いに完全な比例関係にはありません. その理由の一つは, 放射輸送の観点から説明できます. 分子から放射された光子は, その周りにいる自分と同じ分子に吸収され易いです. 分子ガスの密度が高くなると当然その確率も高くなるため, 密度の上昇に対し観測される電波強度 (光子の数) の上昇は段々と緩やかになっていき, 最後は頭打ちします. そのため, ^{12}CO (いわゆる普通のCO) 分子の輝線は低密度ガスをトレースできる一方で, 高密度ガスに対しては中まで見通すことができず実質的にその表面しかトレースできません. 反対に, C^{18}O などの同位体分子の輝線は, 比較的に高密度ガスの中を見通すことができますが, 分子の存在量が少ないため低密度ガスはトレースできません. つまり, 低密度ガスの測定には ^{12}CO が

適し、高密度ガスの測定には $C^{18}O$ のデータが適していることがわかります。 ^{13}CO はその中間くらいの性質を持っています。

CO輝線のデータから分子ガスの質量を測定するには、まずCO分子の柱密度(単位面積当たりの個数)を計算します(分子ガスの成分はほとんどが H_2 分子なので、ここでは H_2 分子のみ考えます)。その後、分子の存在比[CO分子の存在量]/[H_2 分子の存在量]と天体までの距離を考慮して質量へと換算します。今回の私たちの研究では、 ^{12}CO のトレースする分子ガスの柱密度を計算するために、 $X(CO)$ ファクター [5]を採用しました。そのようにして ^{12}CO 輝線データから求めた H_2 分子の柱密度を $N_{H_2}(^{12}CO)$ 、質量を $M_{H_2}(^{12}CO)$ とそれぞれ表記することにします。一方の ^{13}CO 分子と $C^{18}O$ 分子の柱密度は、局所熱力学平衡を仮定して計算しました。同様にこれらを $N_{H_2}(^{13}CO)$ 、 $N_{H_2}(C^{18}O)$ と表記し、導かれる質量を $M_{H_2}(^{13}CO)$ 、 $M_{H_2}(C^{18}O)$ と表記します。導出の詳細やノイズの取り扱いについては参考文献 [6]をご参照ください。

そして重要となるのが、高密度ガスと低密度ガスの境目をどう定義するか、です。両者の本質としての違いは、星を作るか作らないか、にあります。星形成領域における近年の分子ガスや星間塵の研究 [7, 8] から、減光量 $A_V=8$ magが境目として相応しいことが示唆されており、今回はこの値を採用することとします。これは、典型的な星間塵の組成等を考慮すれば $N_{H_2}(C^{18}O)=7\times 10^{21}$ cm^{-2} に相当します。この閾値を超えている部分を“高密度ガス”と定義し、その質量を $M_{H_2}(DG)$ と表記することにします。

2.3 銀経ごとのガス質量

以上の計算方法を用いて、まず、銀経 1° ごとに H_2 分子の質量を算出しプロットしました(図4(a), (b))。図4(a)の白抜きが $M_{H_2}(^{12}CO)$ 、グレーが $M_{H_2}(^{13}CO)$ 、青色が $M_{H_2}(C^{18}O)$ を示し、縦軸は対数になっています。同様に図4(b)で

$M_{H_2}(DG)$ を濃いグレーでプロットしています。銀経 30° から 25° あたりに大きなピークがあります。ここは(C)のScutumアーム領域とNormaアーム領域で、銀河系で現在最も活発に大質量な星を形成している [9] 領域の一つのW43が含まれています。また、銀経 50° 付近に顕著なピークが見られます。ここは(A)のSagittariusアーム領域に相当し、W43と同程度の星形成を行っている [10, 11] W51が含まれています。一方、これら二つの領域の中間に相当する(B)のインターアーム領域ではガスの量が顕著に少ないことがわかります。また、(D)の銀経 15° 付近は、 $C^{18}O$ 分子輝線の有意な検出はできませんでした。この領域はほぼインターアーム領域です。しかしながら、ここまでで得られた「アーム領域でガスの量が多く、インターアーム領域でガスの量が少ない」という結果は、言ってみれば想像通りの結果で何も不思議ではありません。

2.4 低密度ガスと高密度ガスの質量比

では、次に質量の割合の差を見てみます。割合をそれぞれ、

$$f_{^{13}CO} \equiv M_{H_2}(^{13}CO)/M_{H_2}(^{12}CO), \quad (2)$$

$$f_{C^{18}O} \equiv M_{H_2}(C^{18}O)/M_{H_2}(^{12}CO), \quad (3)$$

$$f_{DG} \equiv M_{H_2}(DG)/M_{H_2}(^{12}CO) \quad (4)$$

と定義し、プロットしたのが図4(c)です。ここで注目していただきたいのは、 f_{DG} の値です。5 kpc (≈ 16000 光年)に渡る今回の対象範囲全体での f_{DG} の平均は、約2.9%でした。これは、分子雲の大部分は低密度ガスであり、高密度ガスはほんのわずかしかな存在していないことを意味する結果です。

実は、低密度ガスが自己重力による自由落下で高密度ガスへ進化するとした場合、分子雲の大部分が高密度ガスで満たされ、低密度ガスはほとんどなくなってしまふことになります。しかし、今回のFUGINの観測結果から、そもそもとして高

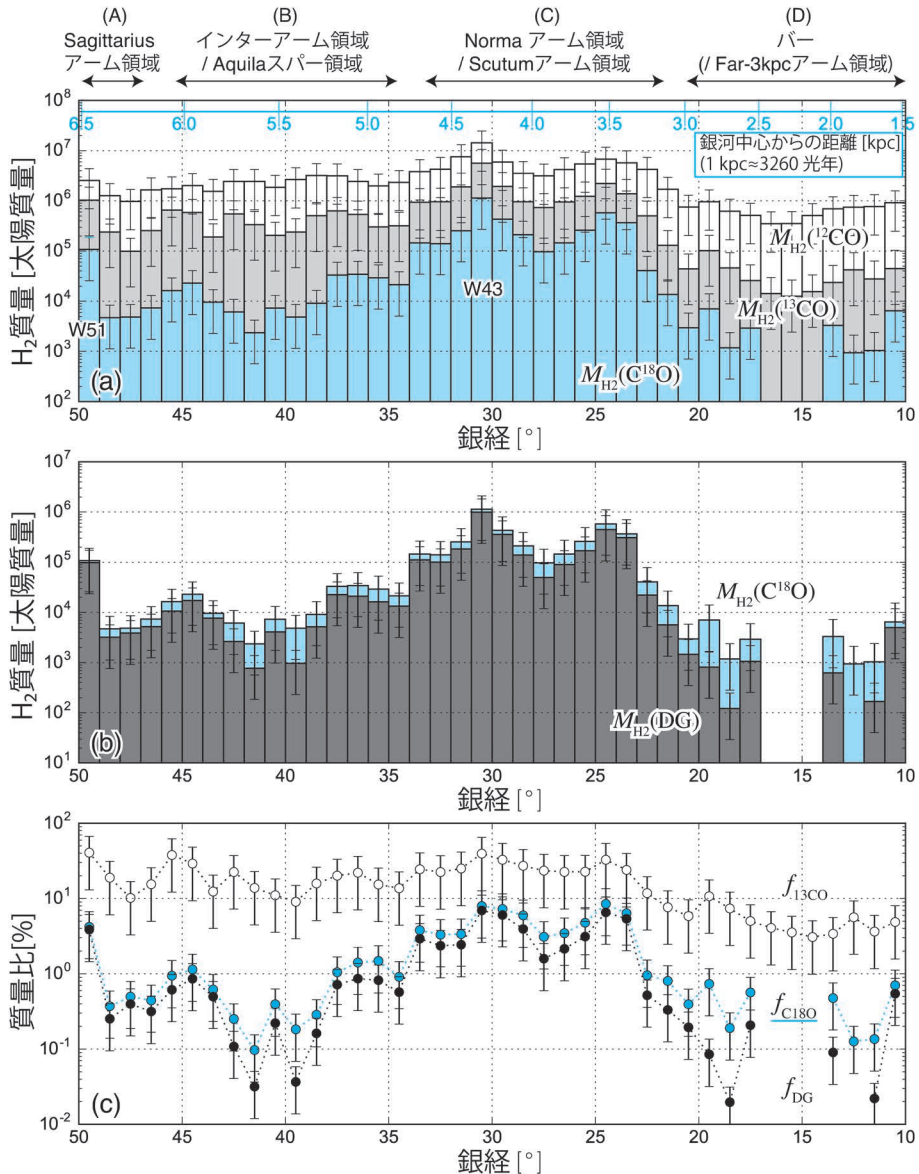


図4 (a) と (b) は、4種類の方法で算出した H_2 分子の質量を、銀経 1° ごとにプロットしたものです。上の青の数字は対象とした領域の、銀河中心からの距離を示しています。(c)は上の H_2 分子の質量同士の比率をプロットしたものです(式(2)-(4)参照)。

密度ガスがほとんど作られていないという描像が得られました。このことは冒頭で述べた、分子雲の質量の割に形成されている星の数が少ない、という問題とも密接に関係していると考えられます。何か高密度ガスの形成を阻害している機構があり、そのために形成される星の量も減ってし

まっているのです。

また、図4からは、 f_{DG} はアーム領域である(A)と(C)で高く、インターアーム領域である(B)と(D)で低くなっていることもわかります。平均をとると前者がおおよそ5%程度に対し、後者は1%未満です。つまり、両者は単純にガスの量

が異なるだけでなく、含まれている高密度ガスの割合も異なったのです。ただでさえ少ない高密度ガスが、アーム以外の場所では、ほとんどと言っていいほど作られていなかったのです。このような f_{DG} の差が、銀河内の領域ごとの星形成率及び星形成効率の違いに深く関わっていると考えられます。

3. まとめと今後の展望

今回の研究から、星形成シナリオの問題点を「星の形成を妨げている何かがある」から「高密度ガスの形成（自己重力によるガスの集積）を妨げている何かがある」と少し突き詰めることができました。今後の大きな課題はその要因の正体を解き明かすことです。そのためには、今後このFUGINデータのさらなる解析が重要で、near-far問題の克服、個々の分子雲の形態等に着眼した解析、さらには原子ガスとの比較などが鍵になっていくと考えています。

謝 辞

本記事の内容は参考文献[6]に基づいており、研究は科学研究費補助金によってサポートされました(15H05694, 18K13580, 18K13582, 17H06740, 15K17607, 24224005, 26247026, 23540277)。また、我々の研究は筑波大学の久野成夫教授や名古屋大学の福井康雄特任教授をはじめとする共同研究者の皆様、そして野辺山観測所の皆様など、多くの方々の支援を受けて行われています。ここに深く感謝を申し上げます。

参考文献

- [1] Kennicutt, R. C., & Evans, N. J., 2012, ARA&A, 50, 531
- [2] Schmidt, M., 1959, ApJ, 129, 243
- [3] André, P., et al., 2014, Protostars and Planets VI, 27
- [4] Reid, M. J., et al., 2016, ApJ, 823, 77

- [5] Bolatto, A. D., et al., 2013, ARA&A, 51, 207
- [6] Torii, K., et al., 2019, PASJ, 71, S2
- [7] Lada, C. J., et al., 2010, ApJ, 724, 687
- [8] Shimajiri, Y., et al., 2017, A&A, 604, A74
- [9] Kohno, M., et al., 2020, PASJ, in press (arXiv: 2001.10693)
- [10] Okumura, S., et al., 2000, ApJ, 543, 799
- [11] Fujita, S., et al., 2019, PASJ, 46

Dense Gas Mass Fraction of Molecular Gas in the Galactic Plane

Shinji FUJITA¹ and Kazufumi TORII²

¹ Department of Astrophysics, Nagoya University, Furo-cho, Chikusa-ku, Nagoya, 464-8602 Japan

² Nobeyama Radio Observatory, National Astronomical Observatory of Japan (NAOJ), 462-2 Nobeyama, Minamimaki, Minamisaku, Nagano 384-1305, Japan

Abstract: Stars are formed in dense molecular gas. However, star formation in galaxies is inefficient compared with a theoretical prediction ($\sim 1/1000$). Understanding the background physics of this inefficient star formation is one of the most pressing issues in contemporary astrophysics. In this study, the fractional mass of dense gas in molecular clouds (f_{DG}) was measured over 5 kpc in the first quadrant of the Milky Way (MW), based on the data of FOREST Unbiased Galactic plane Imaging survey with the Nobeyama 45 m telescope (FUGIN) project. As a result, an averaged f_{DG} of 2.9% was obtained for the entirety of the target region. This low value suggests that dense gas formation is the primary factor in inefficient star formation in galaxies. It was also found that f_{DG} shows large variations depending on the structures in the MW disk. In the Galactic arms, f_{DG} was estimated to be 4–5%, while in the bar and inter-arm regions it was as small as 0.1–0.4%. These results indicate that the formation/destruction processes of the dense gas and their timescales are different for different regions in the MW, leading to differences in star formation efficiencies.