

大質量星形成領域 M17

—野辺山星形成レガシープロジェクト

杉谷 光 司

〈名古屋市立大学大学院理学研究科 〒467-8501 愛知県名古屋市瑞穂区瑞穂町山の畑 1〉

e-mail: sugitani@nsc.nagoya-cu.ac.jp

野辺山宇宙電波観測所の星形成レガシープロジェクトの一環として、大質量形成領域である M17 巨大分子雲とそれに隣接する赤外線暗黒星雲として知られている M17 SWex 巨大分子雲で複数のミリ波分子輝線データを取得しました。また、分子雲の磁場構造を明らかにするために近赤外線偏光観測も合わせて行いました。これらの観測データを用いた解析結果は既に4つの論文として出版されています。ここでは、私たちが行った M17 領域での研究概要をまだ公表されていない解析結果も含めて紹介いたします。

1. はじめに

質量が大きな星（大質量星）は紫外線や星風などで莫大なエネルギーを星間空間に放出するため、大質量星が誕生した母体の分子雲だけでなく、銀河（系）の進化や星形成史に大きな影響を及ぼします [1]。このため、大質量星の形成は天文学における重要な研究対象です。しかしながら、小質量星の形成については比較的近傍の小分子雲での研究により既に多くの知見が得られているのに対して、大質量星は遠方の巨大分子雲で誕生し相対的に数が少なく進化が速いなどの理由により大質量星形成の研究は十分に進んでいるとは言い難いのです。そこで私たちは、大質量星が形成される分子雲の環境条件を探るため M17 領域を研究対象領域として観測を行いました。

オメガ星雲として知られる電離領域が付随する M17 巨大分子雲は代表的な大質量星形成領域の一つで、電離領域の内部には数十個の大質量星を含む若い星の大規模星団（NGC 6618）が存在しま

す [2]。オリオン大星雲（M42）は大質量星形成領域としてよく知られているオリオン分子雲に付随する電離領域ですが、その中心にある星団の大質量星は数個程度 [3] ですので、M17 領域はそれに比べるとかなり大規模な大質量星形成領域と言えます。M17 領域は、オリオン領域（距離～400 pc）に比べると数倍程度遠方（距離～2 kpc）にあります。大規模な大質量星形成領域としては比較的近くにある領域で野辺山から観測が可能です。また、図1に示すように、この領域には電離領域が付随する M17 巨大分子雲（M17 HII）のすぐ近くにフィラメント構造が顕著な赤外線暗黒星雲*¹である巨大分子雲（M17 SWex）も存在します。M17 SWex は、分子ガスの総量が M17 HII より多いにもかかわらず大質量星の形成の兆候（電離領域）がほとんどありません [4, 5]。このことは、M17 領域が大質量星が誕生している巨大分子雲と大質量星がまだ誕生していない巨大分子雲を比較にすることにより大質量星の形成条件を探るのに好都合な領域であることを示しています。

*¹ 中間赤外線放射を背景にして暗黒に見える分子雲で、分子雲の初期進化段階にあると考えられています。

2. 野辺山45 m電波望遠鏡による分子輝線観測

星形成レガシープロジェクト（代表：中村文隆）では，M17領域において ^{12}CO ($J=1-0$)， ^{13}CO ($J=1-0$)， C^{18}O ($J=1-0$)， CCS ($J_N=8_7-7_6$)， N_2H^+ ($J=1-0$) の分子輝線データを2015年4月から2017年3月に野辺山45 m電波望遠鏡を用いて取得しました [6, 7]．図1には，それぞれの分子輝線での観測範囲が示されています． ^{12}CO と ^{13}CO データはM17 HII と M17 SWex の2つの分子雲で取得できましたが，その他の3つ分子輝線データは機器の不調等がありM17 SWexだけの取得となりました．また，CCSは感度が十分でなく検出に至りませんでした [6, 7]．観測の詳細については投稿論文を参照してください [6-8]．また，星形成レガシープロジェクトの観測データはM17領域だけでなくOrion AとAquila Rift領域も含めてweb上に公開されています [9]．

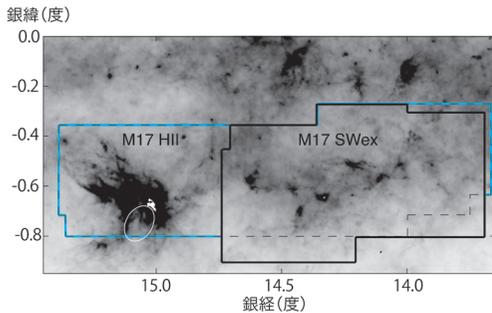


図1 M17領域の分子雲の分布を示すHerschel Science Archiveの $250\ \mu\text{m}$ ダスト連続波イメージに，星形成レガシープロジェクトでの観測領域を重ねた図．白色の楕円は電離領域の大きな位置，黒色の破線は ^{12}CO ($J=1-0$)，青線は ^{13}CO ($J=1-0$)，黒色の実線は C^{18}O ($J=1-0$)， CCS ($J_N=8_7-7_6$)， N_2H^+ ($J=1-0$) の観測領域を示します．

3. ^{12}CO と ^{13}CO データから見た2つの巨大分子雲 (M17 HII と M17 SWex) の違い

図2に，M17領域の ^{12}CO と ^{13}CO の積分強度を示します．2つの分子雲の視線速度はほぼ同じ ($V_{\text{LSR}} \sim 20\ \text{km s}^{-1}$) でスムーズにつながっているため，これらは同じ距離（いて座渦状腕）にあり実際に隣り合っていると考えられます [7, 8]．M17 HIIでは， ^{12}CO と ^{13}CO は，強度の差はありますがよく似た分布であり，M17 SWexに比べるとコンパクトに集中したフィラメント構造が見られます．一方，M17SWexは，全体的に広がった構造を持ち集中度はあまり高くありません．また， ^{12}CO と ^{13}CO の分布の様子は少し異なっています． ^{13}CO では全体的にフィラメント構造が顕著ですが， ^{12}CO では中心部がのっぺりしており

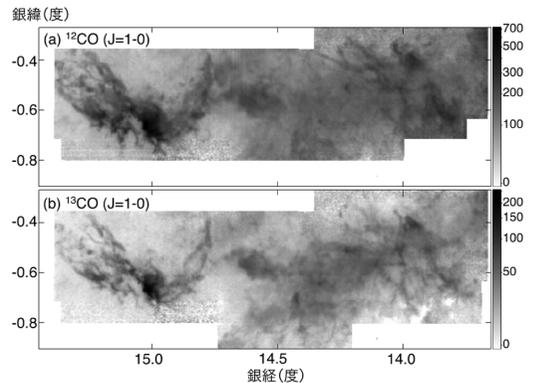


図2 M17領域の ^{12}CO および ^{13}CO の積分強度図．強度スケールは図の右に示されています（単位： K km s^{-1} ）．

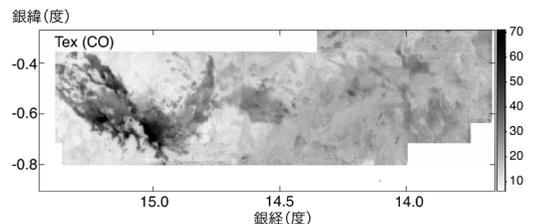


図3 M17領域の ^{12}CO の強度から求めたCOの励起温度 (T_{ex}) の図（単位：K）．

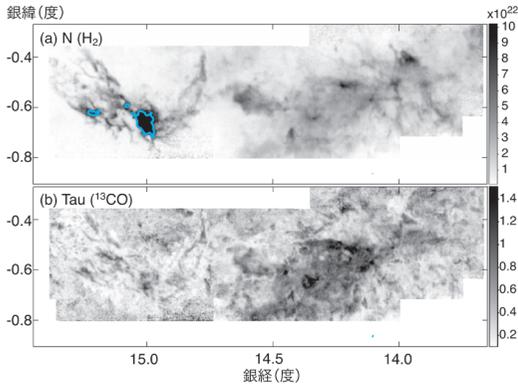


図4 (a) ^{13}CO から求めた水素分子の柱密度 $N(\text{H}_2)$ (単位: cm^{-2}). $1.0 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ のコンタを青線で見示します. (b) ^{13}CO の光学的厚み.

周辺部よりその強度が弱くなっています.

図3には、 ^{12}CO の強度から求めた ^{12}CO の励起温度を示します[6, 8]. M17 SWexの温度は ~ 20 – 35 K なのに対して、M17 HIIの温度は ~ 30 – 75 K とかなり高くなっているのが分かります. この違いは、M17 HIIでは大質量星までの活発な星形成が既に起きているのに対して、M17 SWexでは未だ中質量星までしか誕生していない[5, 10]ことに起因すると考えられます.

図4は ^{13}CO から求めた水素分子の柱密度と光学的厚さの図です[6, 8]. M17 SWexは相対的に光学的厚みが大きいです、M17 HIIのように特に高い値の柱密度は見られません. ^{13}CO の柱密度を水素の柱密度 $N(\text{H}_2)$ に換算すると、M17 SWexでは、ほぼ $N(\text{H}_2) < 1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ で、 $N(\text{H}_2)$ が $1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ を超えるエリアはほとんどありません. 一方、M17 HIIでは理論的に示唆されている大質量星の誕生の閾値[11]である柱密度 $1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ (or 1 g cm^{-2}) を超えるエリアがかなり存在しています. さらに、このことを分子雲内のクランプのレベルで調べるために、 ^{13}CO から

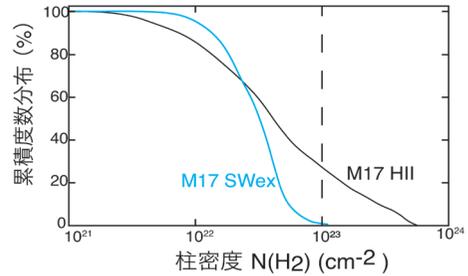


図5 ^{12}CO で検出されたクランプの柱密度に対する累積度数分布.

求めた柱密度 $N(\text{H}_2)$ が $3 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 以上のエリアの ^{12}CO データを用いて樹状図法(Dendrogram)[12]の手法により自動的なクランプの空間・速度的分離検出を試みました[8]. その結果、M17 HIIで26個、M17 SWexで164個のクランプを検出しました. クランプのサイズは 0.2 pc (中央値)でほぼ同じでしたが、質量の中央値はM17 SWexの $17 M_{\odot}$ に対してM17 HIIは約3倍の $60 M_{\odot}$ と大きくなっています. クランプの重力的な安定度を示す指標であるビリアル比 α_{vir}^{*2} は、M17 HIIでは $\sim 42\%$ のクランプで $\alpha_{\text{vir}} > 1$ の重力的安定を示唆する値が得られたのに対して、M17 SWexでは $\sim 64\%$ と多くなっています. α_{vir} の中央値は、M17 HIIでは 0.86 、M17 SWexで 1.36 でした. つまり、M17 HIIのクランプの方がより重力収縮し易い傾向にあると言えます.

図5には、検出したクランプの柱密度に対する累積度数分布を示します. M17 SWexのクランプは大質量星形成の閾値 $1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ (図中の破線)を超えるのはわずか $\sim 0.5\%$ ですが、M17 HIIでは $\sim 27\%$ ものクランプがこの閾値を超えています. これは、M17 HIIでは大質量星を誕生させることが可能なクランプの割合がかなり多いことを示しています. 一方、M17 SWexでは大質量星を

*2 ビリアル質量はガスの運動エネルギーから求められるクランプの質量で、クランプの質量 M がビリアル質量 M_{vir} に等しい場合は重力と内部運動による圧力が釣り合って力学的平衡状態にあります. ビリアル比 α_{vir} は質量とビリアル質量の比(M_{vir}/M)です. ビリアル質量 M_{vir} は、クランプ半径 R 、分子ガスの視線速度幅 ΔV および重力定数 G を用いて、 $M_{\text{vir}} = 5RAV^2/G \ln 2$ の式で計算されます.

誕生させる条件を満たすクランプはまだほぼ存在していないことを示しています。

最後に、 ^{13}CO ($J=1-0$) から見積もった分子雲の総質量は、M17 HIIが $1.4 \times 10^5 M_{\odot}$ であるのに対して、M17 SWexはその約2倍の $3.1 \times 10^5 M_{\odot}$ であることを記しておきます[8]。上記の結果と合わせると、大質量星形成の条件として分子雲の総質量だけでなくクランプあるいは局所エリアの柱密度/密度がより重要であることが観測的に示唆されていると考えられます。

4. C^{18}O と N_2H^+ データで見たM17 SWexの高密度構造と星形成

図6にはM17 SWexの C^{18}O ($J=1-0$)と N_2H^+ ($J=1-0$)の積分強度図および、Herschel衛星の遠赤外線データから算出した水素分子の柱密度図を示します[6, 7]。 C^{18}O の全体の分布は、図4の ^{13}CO から求めた柱密度の分布に大まかには似ています。しかし、 ^{13}CO では、分子雲の広がったエンベロープの部分までサンプルされていますが中心部分のフィラメント構造は明らかではありません。一方、 C^{18}O では、密度の高いと考えられる部分がよくサンプルされており中心部のフィラメント構造が顕著です。また、 C^{18}O はダスト熱放射から求めた水素分子の柱密度図(図6c)とよく似た分布をしており、柱密度が $\sim 1 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 以上の領域をサンプルしているのが分かります。 N_2H^+ は、 C^{18}O 強度が強い領域でのみ検出されています。このことは、 N_2H^+ 輝線の励起密度の閾値が C^{18}O に比べて高いため、密度の高い限られた領域のみから輝線が放射されているからと考えられます。すなわち、 N_2H^+ はM17 SWexの特に密度の高いところだけをサンプルしていると考えられます。このことは、密度の低い領域から高い領域までの柱密度の積分値である水素分子の柱密度図からも支持されます。

N_2H^+ の分布と形成された星との位置関係を調べるために、若い星の位置[5, 10]を N_2H^+ の積分

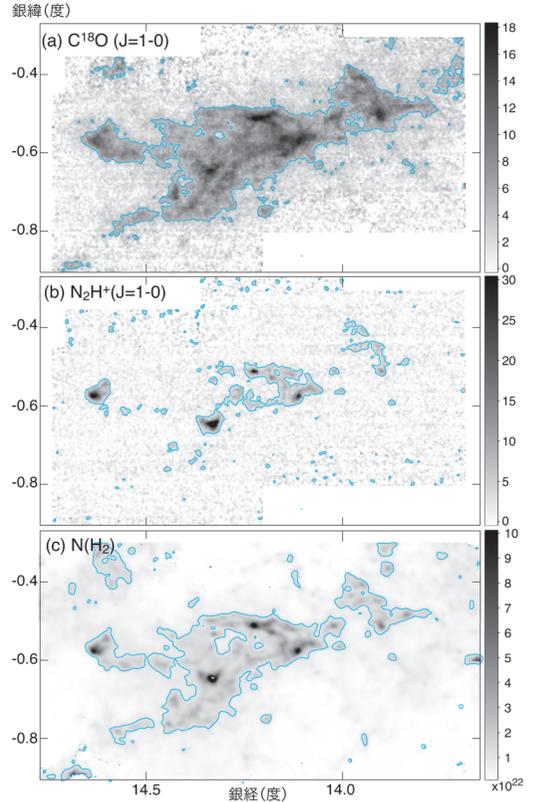


図6 M17 SWexの (a) C^{18}O と (b) N_2H^+ の積分強度 (単位: km s^{-1})。 (c) Herschelの500, 350, 250, 160 μm データをSEDフィッティングして求めた $N(\text{H}_2)$ 柱密度 (単位: cm^{-2})。青色のコンタは、 C^{18}O : 4.0 K km s^{-1} , N_2H^+ : 2.8 K km s^{-1} , 柱密度図: $1 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 。

強度のコンタ (2.8 K km s^{-1}) と重ねてみました (図7)。若い星は N_2H^+ が検出されている方向に集中していますので、大半の星は密度の高い領域で形成されていると考えられます。しかし、 N_2H^+ が検出されていない領域に広がって存在する若い星も存在します。これらは、密度の高い領域で形成されて後に移動して広がった成分である可能性もありますが、私たちの観測では検出されない小さなコアが存在している可能性もあります。

N_2H^+ の積分強度図を用いて N_2H^+ コアをDendrogramにより空間的分離検出を試みました[7]。

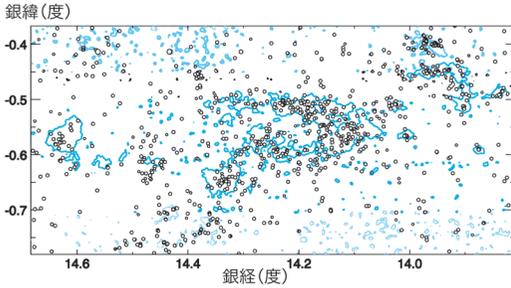


図7 M17 SWexの N_2H^+ の積分強度のコンタ(2.8 $K km s^{-1}$)に若い星(ただし大質量星ではない)の分布を重ねた図。若い星の位置は○で示されています。

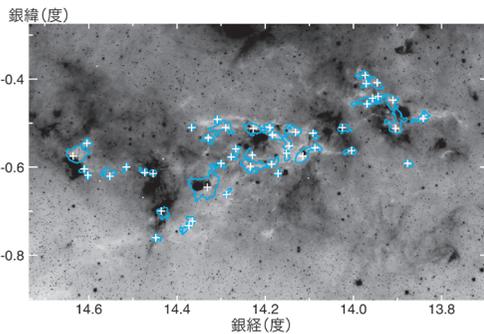


図8 Spitzer宇宙望遠鏡で得られた赤外線暗黒星雲M17 SWexのイメージに検出された N_2H^+ コアの中心位置(+印)とその境界線(青線)を重ねた図。

その結果、46個の N_2H^+ コアを検出しました(図8)。まず、検出された N_2H^+ コアに若い星が付随するかどうかを調べたところ、46個中40個でその存在が確認されました。46個中で特に大きなコアは4個あり、そのサイズは $\sim 1 pc$ であり、多くの若い星の存在が確認されました。若い星の質量を正確に求めるのは難しいため、簡単のために既知の若い星[5, 10]の質量の中央値を $3 M_\odot$ として星の初期質量関数[13]^{*3}を採用して形成された若い星の総質量を求めるとM17 SWex全体でおおよそ $2900 M_\odot$ となります。水素分子の柱密度から各 N_2H^+ コアの質量は $\sim 40\text{--}3000 M_\odot$ の範囲に

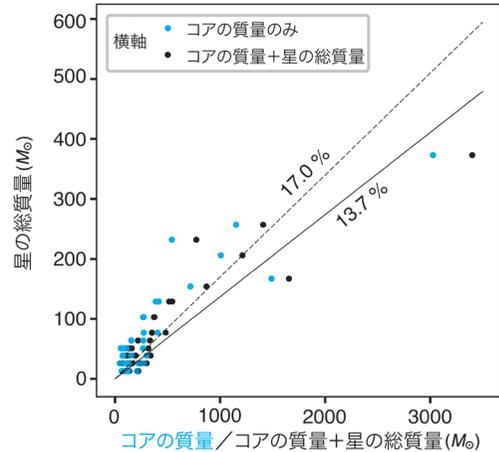


図9 N_2H^+ コアの質量/コアの質量と星の総質量の和に対する星の総質量の関係を示す図。実線と破線は星形成率(コアの質量と星の総質量の和に対する星の総質量の比)を示します。

あり、各コアに付随する星の総質量と強い相関関係があります(図9の青丸)。また、各コアでの星形成率(=星の総質量/コアの質量と星の総質量の和)[14]を調べると、平均で約14%となりますが、1個の形成率の低いコアを除くと約17%となります(図9の黒丸、実線および破線)。この値は、コアの総質量(約 $14000 M_\odot$)と若い星の総質量から求めた星形成率とほぼ同じです。先行研究[5]では $0.1 M_\odot$ 以上の星の質量の総量を初期質量関数[13]から見積もると $8 \times 10^3 M_\odot$ であることが報告されており、水素分子の柱密度が $1 \times 10^{21} cm^{-2}$ 以上の領域の総質量($\sim 7.8 \times 10^4 M_\odot$)から星形成率を計算するとM17 SWex全体では約9.3%となります。これらの値はいずれも近傍の星団領域での星形成率の範囲($\sim 10\text{--}30\%$)に一致しており、M17 SWexは活発な星形成領域であることが示唆されます。しかしながら、4個の大きなコアは大質量星が誕生してもおかしくないほど大きな質量($1000 M_\odot$ 以上)を持ち全体としても活発な星形成領域でありながら、なぜかまだ大

*3 星が誕生するときどのような質量の星がどのような割合で誕生するかを示す関数。

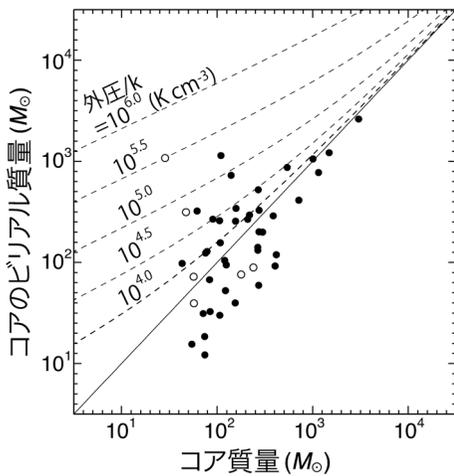


図10 N_2H^+ コアの質量とビリアル質量の関係を示す図. 実線はコアの質量とビリアル質量が等しく力学的平衡状態であることを示します. それぞれの点線は, 数値で示される外圧がコアに作用したときの平衡状態を示します. 黒色で塗りつぶされた丸印は若い星が付随するコア, 塗りつぶされていない丸印は若い星が付随しないコアを示します.

質量の星が形成されていないのです.

次に, コアの力学的な安定性を調べるために, 複数の超微細構造線を持つ N_2H^+ 輝線を複数のガウス関数を用いてフィッティングを行い, N_2H^+ のピーク輝線強度, 視線速度, 速度幅などの物理パラメータを決定しました. そして, N_2H^+ コアのサイズと速度幅からビリアル質量を求めて水素分子柱密度から求めた各コアの質量と比較しました (図10). その結果, 約半数は質量がビリアル質量を上回っていますが, 残りの半数は逆にビリアル質量が質量を上回っています. 後者の場合には他に何も作用する力がなければガスがコアの重力を振り切って逃げることによりコアは消散することになりますが, 外圧によりコアの平衡状態が保たれてコアの形状が維持されている可能性があります. 一方, 前者の場合には力学的に不安定で

コア全体が重力で潰れて大質量星まで形成されても不思議はありません. しかしながら, 実際には星形成は活発ではありますが大質量星が形成されるには至っていません. 何かコア全体が一気に潰れてしまうのを妨げているものがあるはずです. その最も有力な候補は星間磁場^{*4}と考えられます. 次の章ではM17 SWexで磁場の様子を調べた結果を紹介します.

5. 近赤外線偏光観測: M17領域の磁場構造

銀河全体として分子雲での星形成率はあまり高くないことが知られています[15]. 星形成レガシープロジェクトの研究目的の一つとしてこの低い星形成率の解明があります. 分子雲の収縮を妨げ星形成を抑制する原因として, 形成された星からの星風 (outflow) や大質量星からの紫外線などのフィードバック, 分子雲の乱流, 星間磁場などの可能性が議論されてきました [16–18]. M17 SWexでは, 上記のような乱流運動 (分子輝線の速度幅) の観点からの解析に加えて, 磁場が分子雲や星形成に与えている影響を調べることにしました. 幸い, M17 SWexは顕著なフィラメント構造を持つ比較的近傍の赤外線暗黒星雲として注目されていたので, 星形成レガシープロジェクトでM17領域の観測が開始される前からフィラメントと磁場の関係を明らかにするために部分的な偏光観測を近赤外線を開始していました. プロジェクトで観測対象となったため, 密度の低い周辺部も含めてM17 SWex全体の偏光観測を実施しました [19].

近赤外線偏光観測は, 2012年から2016年に南アフリカ天文台サザランド観測所に設置されている名古屋大学 IRSF 1.4 m 望遠鏡の近赤外線3色同時カメラ SIRIUS [20, 21] に偏光測定装置 SIRPOL [22] を装着して行いました. SIRIUS/SIRPOL の観測視野は7.7分角四方で合計26視野の3バンド

*4 分子ガスの一部が電離状態にあると磁力線が分子ガスともに動く (磁場の凍結) ため, 磁力線に垂直な方向へのガスの運動が制限されます.

(J, H, K_s) の同時観測を行いました。観測領域は、星形成レガシープロジェクトの ^{13}CO の積分強度 20 K km s^{-1} 程度以上の領域に対応します。

非対称形状(縦長)の星間ダストは、その長軸が星間磁場の方向に対して垂直に整列することが知られています。このため、背景星の光は分子雲を通過するとダストにより磁場に垂直方向の偏光成分がより強く減光を受けるため、磁場と平行方向に直線偏光します[23]。つまり、背景星の直線偏光方向角 θ が磁場の方向を示しています。背景星の偏光の程度は、偏光率 P (=直線偏光成分/全強度)を用いて表します。星の偏光率 P は、減光量に応じて大きくなりますが、磁場方向と観測者の視線方向の相対角度でも変化します。磁場が視線方向と垂直の場合に偏光率が最大となりますが、平行の場合には偏光が検出できません。星の銀河モデル[24]を用いた計算によると、分子雲に含まれるダストにより減光を受けなければ、M17 SWex方向の背景星のほとんどは $H-K_s$ カラー等級が ~ 0.2 かそれ以上の値を持っていると推定されます。M17 SWexで減光を受けると背景星の $H-K_s$ カラー等級は、その減光量に応じてさらに大きくなります(色超過)。このため、 $H-K_s$ カラー等級が0.2以上の背景星はM17 SWexで減光を受けて磁場の情報を持っていると考えられます。先行研究により減光量と偏光率の最大値との関係[25]が示されていますので、減光量(色超過)に対して最大偏光率以下の偏光率を持つ背景星で偏光角 θ が精度よく測定($\delta\theta \leq 10^\circ$)された星の偏光測定結果を以下に示します。

図11には、 H バンド偏光ベクトル(偏光方向, 偏光率)とその平均方向角 $\bar{\theta}$ のみを示すベクトルが C^{18}O と ^{13}CO の積分強度図に重ねて表示されています。図11aでは上記の選択基準を満たす背景星の偏光ベクトルを全て表示していますが、ベクトルの数が多すぎて大まかな磁場構造が分かりにくいので3分角四方毎で平均したベクトル方向も図11b, cに示しました。 C^{18}O が強い部分(密度

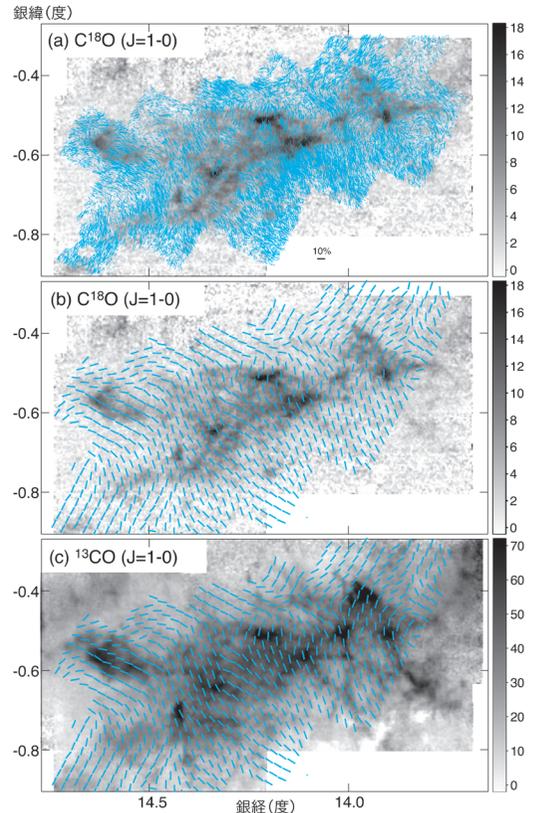


図11 M17 SWexの (a) C^{18}O の積分強度に H バンド偏光ベクトルを重ねた図, (b) C^{18}O の積分強度に H バンド偏光ベクトルの平均偏光角度を重ねた図, (c) ^{13}CO の積分強度に H バンド偏光ベクトルの平均偏光角度を重ねた図。積分強度のスケールは図の右に示されています(単位: K km s^{-1})。

が高い部分)と磁場方向を比べると、 C^{18}O ではっきりと認識できる個々のフィラメントに対して磁場が垂直になっているのがわかります(一部を除く)。また、M17 SWex全体の伸長方向に対して大局的な磁場はほぼ垂直になっています。銀河面に対してもほぼ垂直です。一方、分子雲の密度が高い部分から密度の低いエンベロップに飛び出している ^{13}CO フィラメントは、磁場に沿っているのがわかります。このことは、先行研究で密度の高いフィラメントは磁場に垂直であるのに対して密度の低いフィラメントは磁場が平行になる

傾向にあることの報告 [26–28] に一致しており、磁場が分子雲の構造形成に関与している証拠と考えられています [29].

磁場は分子ガスに凍結しているため分子ガスが動くと磁場も引き摺られます。このため、磁場の湾曲は分子ガスが重力や外圧などの力を受けて移動したことを示す痕跡と考えられます。Serpens South 分子雲などでも、重力収縮による磁場の湾曲が報告されています [26]. 前章で M17 SWex 全体の伸長方向に対して磁場はほぼ垂直と書きましたが、両端の方向の磁場構造をよく見てみると分子雲の中央に向かって磁場が緩やかに湾曲しています (図 11b, c). 外部から力を受けているような証拠はありませんので、重力による湾曲の可能性が有力です。実際、 $C^{18}O$ や ^{13}CO [7, 19] で分子雲の視線速度構造を調べてみると分子雲の伸長方向に線速勾配が見られますので、両端のガスが分子雲の中心方向に重力により引っ張られて磁場が湾曲していると解釈できます。他の分子雲でもフィラメント分子雲の伸長方向の速度勾配は伸長方向の重力収縮と解釈されている報告例 [30, 31] がありますが、M17 SWex では磁場構造からも伸長方向の重力収縮が示唆されていると考えられます。

フィラメントやクランプの磁氣的安定性を調べるために、図 12 のように水素分子の柱密度図上で 9 個のフィラメントと 3 個のクランプを選定しました。その内の 2 個のクランプは選定したフィラメント (Hub-N, Hub-S) 内の特に密度の高い部分で、ミリ波干渉計を用いた先行研究 [32, 33] があり部分的に磁場構造も調べられています [34]. これらの選定した領域は密度の高い場所なので、 H バンド ($1.63 \mu\text{m}$) より波長が長く透過力の高い K_s バンド ($2.14 \mu\text{m}$) の偏光データを用いて解析を行いました。

分子雲内の小さなスケールで乱流が存在すると、分子ガスに凍結している磁場は乱流運動により小さなスケールでその方向が乱されます。この乱れから磁場強度を見積もることができま

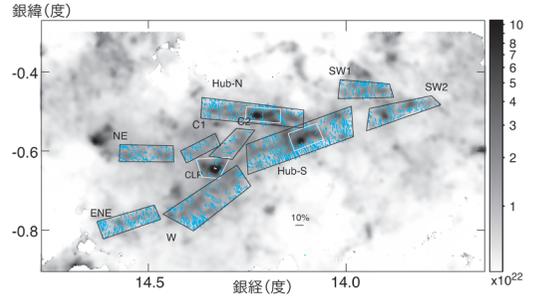


図 12 Herschel データを SED フィッティングして求めた水素分子柱密度図上に磁場の解析のために選定したフィラメント領域 (黒線の四角形) と高密度クランプ領域 (白線の四角形) を示した図。四角形内のベクトル (青色) は、解析に用いた K_s バンド偏光ベクトル。柱密度スケールは図の右に示されています (単位: cm^{-2})。

す。磁場強度は、磁場の方向角の乱れ (角度分散 σ_θ)、乱流の強さ (速度分散 σ_v) および分子ガスの密度 (ρ) に依存する関係から調べることができます (Davis–Chandrasekhar–Fermi 法) [35, 36]. 天球面方向 (視線に垂直方向) の磁場強度は、 $B_{\text{pos}} = \sqrt{4\pi\rho} \sigma_v / \sigma_\theta$ の式で見積もられます。ここで、乱流があまり大きくない場合 (角度分散小; $\sigma_\theta \leq 25^\circ$) 場合、補正因子 $Q \sim 0.5$ が適当であることが示唆されています [37]. 選定した領域で、 K_s バンド偏光データに Hildebrand 法 [38] を適用して角度分散 σ_θ を、 $C^{18}O$ スペクトルの速度幅から速度分散 σ_v を、柱密度を領域幅で除して密度 ρ を計算して磁場の強さ B_{pos} を算定しました。その結果、磁場の強度はフィラメント領域では $\sim 70\text{--}300 \mu\text{G}$ 、クランプ領域では $\sim 200\text{--}500 \mu\text{G}$ と見積もられました。

分子雲の磁氣的安定性は、観測で得られる分子雲質量 M_{cloud} と磁束 Φ の比である質量磁束比 $\lambda = M_{\text{cloud}} / \Phi$ を求めて、磁場だけで分子雲の質量を支えることができる限界の質量磁束比 $\lambda_{\text{crit}} = 1 / \sqrt{4\pi^2 G}$ [39] と比較することで調べることができます。ここで、 G は重力定数です。規格化された質量磁束比が 1 以下 ($\lambda / \lambda_{\text{crit}} \leq 1$) の場合は、磁場だけで分子雲を支えることができます (磁氣的的に安

定). Davis-Chandrasekhar-Fermi法で導出できるのは天球面に平行な磁場成分 B_{pos} だけですが、磁氣的安定を調べるには天球面に垂直方向(視線方向)の磁場成分 B_{los} も考慮する必要があります. 磁場方向に関する統計的議論[40]により、 B_{pos} だけから求めた λ_{obs} は $\lambda = \lambda_{\text{obs}}/3$ と補正する必要があります. この関係を使って見積もった規格化された質量磁束比 $\lambda/\lambda_{\text{crit}}$ は全て ~ 0.5 以下でした. この結果は、M17 SWexのそれぞれのフィラメントやクランプは磁氣的に安定で一気に潰れる状態でないことを示唆しています.

ここで調べた領域は磁氣的安定と判定されましたが、前章の図7で示されるように若い星が活発に誕生しています. このことは、局所的に磁場の散逸が起きて磁場が弱まり中小質量の星が誕生しているが、領域全体が一気に収縮して激しい星形成(大質量星の誕生)が起きるほどではないこと、つまり、磁場は大質量星の形成を抑制していることを強く示唆します. この示唆は、南天の活発な大質量星形成領域RCW106の磁場の観測結果(磁氣的に安定なクランプでは中質量以下の星が誕生し、磁氣的に不安定なクランプでのみ大質量星が誕生しているという観測結果)によっても支持されます[41].

6. M17 SWexにおける分子雲衝突の可能性

銀河系の磁場方向は大局的に見ると銀河面に沿っていることが知られています. 銀河面の磁場がパーカー不安定によって浮き上がって[42]、浮き上がった磁場に沿って分子ガスが銀河面近くに集まって現在の分子雲が形成される可能性が指摘されています[43]. 前章で示したように、M17 SWexは銀河面近くに存在するにもかかわらず、その磁場の方向は銀河面に対してほぼ垂直か斜めになっています(図11). そこで、M17 SWexでも浮き上がった磁場に沿って銀河面の離れたところから分子ガスが落ちてきている可能性はないか

と、M17 SWexの視線速度である $V_{\text{LSR}} \sim 20 \text{ km s}^{-1}$ 以外の速度の分子ガス分布をJCMTサブミリ波望遠鏡のCO($J=3-2$)のアーカイブデータで調べてみました. その結果、M17 SWex方向にその分布にちょうど一致する $V_{\text{LSR}} \sim 35 \text{ km s}^{-1}$ の視線速度を持つ分子ガスが弱い強度ながら検出されました[19]. しかし、M17 SWexが位置する射手渦状腕(距離 $\sim 2 \text{ kpc}$)の遠方に存在する盾渦状腕の分子ガス(距離 $\sim 3 \text{ kpc}$)が視線方向にたまたま一致している可能性が否定できませんので、視線速度 $\sim 35 \text{ km s}^{-1}$ の分子ガスについて詳しく調べることにしました[44].

M17 SWex領域方向全体で ^{13}CO スペクトルを平均すると、3つの主要視線速度成分(中心視線速度 $\sim 21, \sim 39, \sim 58 \text{ km s}^{-1}$)が存在し、 $\sim 21 \text{ km s}^{-1}$ と $\sim 39 \text{ km s}^{-1}$ の2つが主要な速度成分であることが分かります. 視線速度 $\sim 58 \text{ km s}^{-1}$ の弱い成分は、射手渦状腕より遠方のじょうぎ渦状腕に対応します. サブミリ波連続波でサーベイしたカタログ(ATLASGALsurvey)の高密度クランプはその距離が調べられている[45]ので、2つの視線速度範囲の ^{13}CO 積分強度図の上にクランプの位置を距離別に区分してプロットしてみました(図13). その結果、 $\sim 21 \text{ km s}^{-1}$ の速度成分を持つ ^{13}CO ガス(図13a, 速度範囲 $10-30 \text{ km s}^{-1}$)は $1.5-2.5 \text{ kpc}$ の距離範囲のクランプと非常によく一致して分布していることが分かります. 一方、 $\sim 39 \text{ km s}^{-1}$ の ^{13}CO ガス(図13b, 速度範囲 $30-50 \text{ km s}^{-1}$)は銀河面により近い場所に分布し $1.5-2.5 \text{ kpc}$ の距離範囲のクランプとは相関がないので、その大部分は距離 $\sim 3 \text{ kpc}$ の盾渦状腕に帰属すると考えられます. しかしながら、 $10-30 \text{ km s}^{-1}$ の積分強度分布(等高線)と $30-50 \text{ km s}^{-1}$ の積分強度分布(イメージ)を比べてみると、明らかな反相関が見られます(図14). これは偶然ではなく、 $30-50 \text{ km s}^{-1}$ 成分の一部は遠方の盾渦状腕ではなくM17 SWexと同じ距離であり相互作用をしている可能性を強く示唆します.

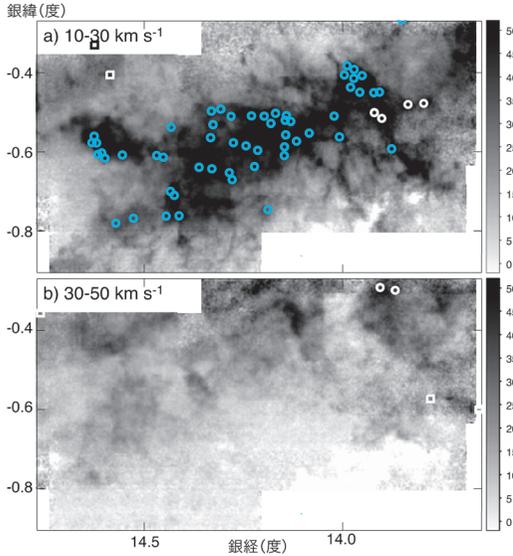


図13 (a) ^{13}CO の積分強度図(視線速度範囲10–30 km s^{-1})と同じ速度範囲にあるクランプをプロットした図。(b) ^{13}CO の積分強度図(視線速度範囲30–50 km s^{-1})と同じ速度範囲にあるクランプをプロットした図。1.5–2.5 kpcの距離範囲のATLASGALクランプの位置は青色の丸印, 2.5–3.5 kpcの距離範囲のクランプは白色の丸印, 3.5 kpc以上の距離のクランプは四角印で示します。スケールの単位は K km s^{-1} 。

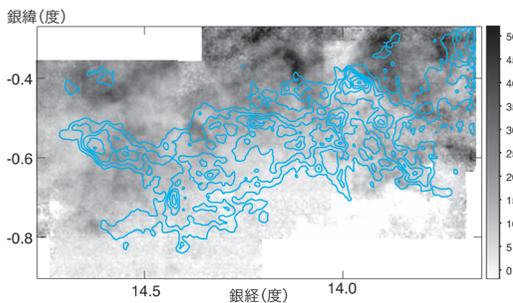


図14 ^{13}CO の視線速度範囲30–50 km s^{-1} の積分強度図に重ねて視線速度範囲10–30 km s^{-1} の積分強度の等高線図を青色で示しています。等高線は30 K km s^{-1} から10 K km s^{-1} 毎に示されています。

そこで、この可能性がある分子ガス成分の存在をはっきりさせるため、 ^{13}CO データキューブにDendrogramを適用して分離した複数の分子ガス成分から、SCIMES (Spectral Clustering for In-

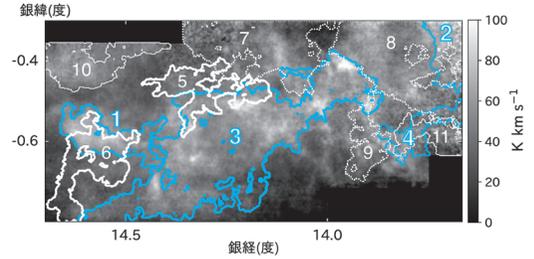


図15 ^{13}CO の視線速度範囲10–30 km s^{-1} の積分強度図上にSCIMESで同定した分子ガス構造(分子雲)の境界線を示した図。

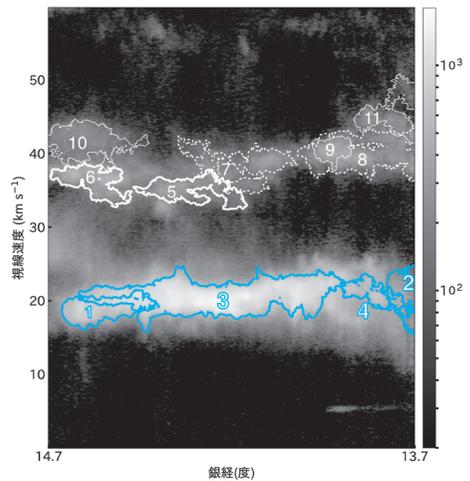


図16 ^{13}CO データを銀緯方向に積分した位置速度図(銀経–速度図)上にSCIMESで同定した分子ガス構造(分子雲)を示した図。

terstellar Molecular Emission Segmentation) [46]の手法を用いて関連のある成分が作る1.7分角(1 pc)以上の大きさの分子ガス構造(分子雲)を特定しました(図15)。番号1と番号3の分子雲は、視線速度21 km s^{-1} のM17 SWexの本体に対応しますが、これらの銀河面側にちょうど張り付くように番号5と番号6の分子雲が存在しています。また、番号7と番号8の分子雲も、M17 SWexの本体に接しているように見えます。SCIMESのパラメータの設定の取り方によっては番号1と番号3の雲や番号5と番号6の雲は一つのつながった分子雲(群)と認識されます。図16

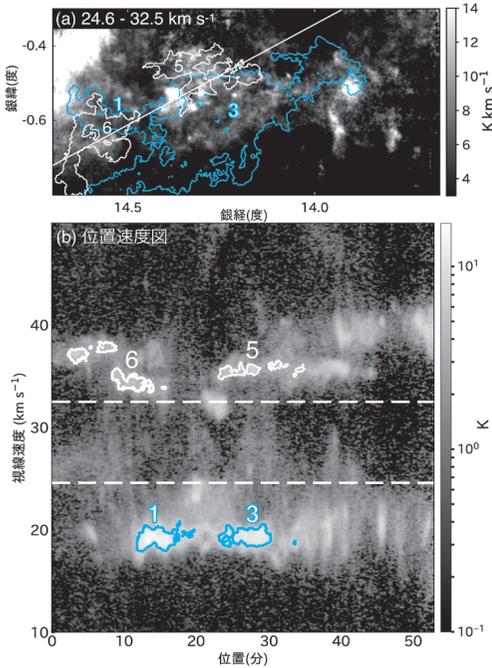


図17 (a) ^{13}CO 積分強度図. (b) SCIMESで同定した番号5・6の分子雲と番号1・3の分子雲の境界線(上図の白線の直線)に沿った ^{13}CO の位置速度図. 上の図は、2つの破線に挟まれた速度範囲 $24.6\text{--}32.5\text{ km s}^{-1}$ の積分強度を示します.

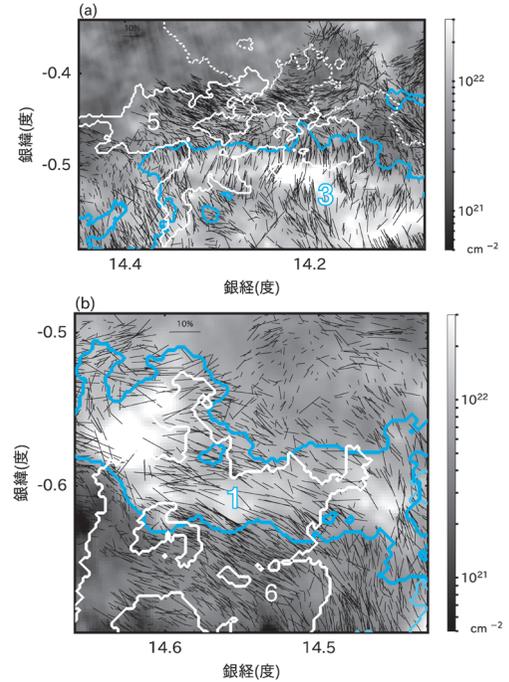


図18 H バンド偏光ベクトルとSCIMESで同定した分子雲の境界線をHerschelデータから求めた $\text{N}(\text{H}_2)$ 柱密度に重ねた図. (a) 番号3と番号5の分子雲の境界付近を示す. (b) 番号1と番号6の分子雲の境界付近を示す.

に ^{13}CO を銀緯方向に積分した銀経-速度図上に特定した分子雲の位置を示しています. 番号5と番号6の分子雲は $\sim 35\text{ km s}^{-1}$ の速度ですが, 番号7と番号8の分子雲は $\sim 40\text{ km s}^{-1}$ の少し大きい速度を持っていることがわかります.

番号5・6の分子雲群と番号1・3の分子雲群の相互作用の可能性をさらに探るため, これら2つ分子雲群の境界に沿って位置速度図を作成しました(図17). ここで注目すべきは, 番号5・6の分子雲群と番号1・3の分子雲群の間にある弱く速度的に広がった放射成分です. 異なる速度を持つ2つの分子雲が衝突した初期段階では, ブリッジ成分と呼ばれる弱く速度的に広がった速度成分が2つの分子雲の視線速度間に観測できることが数値計算から示されています[47]. ここでの2つの分子雲群の速度間に存在する弱い放射成分は, 分

子雲衝突に起因するブリッジ成分である可能性が高いと考えられます. 2つの分子雲群の速度の外側(反対側)には同じような弱い成分は存在しないことは, この可能性をさらに支持します.

さらに興味深いことには, 2つの分子雲が相互作用をしていると考えられる箇所で磁場の向きが急激に変化していることです. 図18は, 前章で示した H バンド偏光ベクトルを図6cの上に重ねたものです. 番号1と番号6の分子雲の境界および番号3と番号5の分子雲の境界に磁場が沿っているように見えます. 2つの分子雲が衝突すると衝突境界に沿うように磁場が変化することが数値計算により示されていること[48]を考慮すると, 分子雲衝突は磁場構造からも支持されると考えられます.

7. ま と め

CO($J=1-0$) と $^{13}\text{CO}(J=1-0)$ 輝線の観測データを用いた M17 HII 分子雲と M17 SWex 分子雲の比較から、M17 HII は柱密度が大質量星形成の閾値を超える領域の割合が圧倒的に高く、力学的に不安定なクランプの割合も多くなっていることが分かりました。このことは、大質量星の誕生する環境条件として分子雲全体の総質量より局所的あるいは個々のクランプの高い密度（柱密度）が重要であることを示唆します [6, 8]。C $^{18}\text{O}(J=1-0)$ は M17 SWex の柱密度の高いフィラメント構造をよくトレースしており、フィラメントの中では励起密度がより高い N $_2\text{H}^+(J=1-0)$ コアが検出されます。N $_2\text{H}^+$ コアでの星形成率は $\sim 14-17\%$ と見積もられ太陽系近傍の星団形成領域の形成率と同程度で高いにもかかわらず、大質量星が形成されていないのは磁場によりその形成が抑制された可能性が示唆されます [7]。この示唆は、M17 SWex の近赤外線偏光観測によるフィラメント／コア領域の磁氣的安定性の解析から支持されます。M17 SWex での磁場は、個々のフィラメントに垂直であるだけでなく、その全体的伸長方向にも垂直であり、磁場が分子雲の形成や進化を制御している可能性があります [19]。また、M17 SWex は銀河面近くにあるにもかかわらず、その磁場方向は銀河面方向に対してほぼ垂直になっており、銀河面から浮き上がった磁場に沿って分子ガスが集まってできた可能性が考えられます。M17 SWex に衝突している可能性が高い $\sim 35 \text{ km s}^{-1}$ 分子雲の存在は、この可能性を支持すると考えられます [44]。将来的に、分子ガスが磁場に沿ってさらに集まれば大質量星が誕生する条件が満たされる可能性があるかもしれません。

謝 辞

本稿で紹介した研究は、2019年から2020年に筆者らが発表した投稿論文に基づいていますが、その成果の全てを網羅していません。詳細につきましては投稿論文 [6-8, 19, 44] をご覧ください。執筆にあたって、これら論文の第一著者である中村文隆氏 [6]、下井倉ともみ氏 [7]、Quang Nguyen-Luong 氏 [8]、木下真一氏 [44] および編集／校閲を担当して下さった江草実氏／富田賢吾氏から協力やコメントをいただきました。

参考文献

- [1] Beuther, H., et al., 2007, in *Protostars and Planets V*, eds. Reipurth, B., et al., (University of Arizona Press, Tucson), 165
- [2] Hanson, M. M., et al., 1997, *ApJ*, 489, 698
- [3] Hillenbrand, L. A., 1997, *AJ*, 113, 1733
- [4] Elmegreen, B. G., et al., 1979, *ApJ*, 230, 415
- [5] Povich, M. S., & Whitney, B. A., 2010, *ApJ*, 714, L285
- [6] Nakamura, F., et al., 2019, *PASJ*, 71, S3
- [7] Shimoikura, T., et al., 2019, *PASJ*, 71, S6
- [8] Nguyen-Luong, Q., et al., 2020, *ApJ*, 891, 66
- [9] <http://jvo.nao.ac.jp/portal/nobeyama/sfp.do> (2020.4.10)
- [10] Povich, M. S., et al., 2016, *ApJ*, 825, 125
- [11] Krumholz, M. R., & McKee, C. F., 2008, *Nature*, 451, 1082
- [12] Rosolowsky, E. W., et al., 2008, *ApJ*, 679, 1338
- [13] Kroupa, P., 2001, *MNRAS*, 322, 231
- [14] Lada, C. J., & Lada, E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- [15] Zuckerman, B., & Evans, N. J., II, 1974, *ApJ*, 192, L149
- [16] Shu, F. H., et al., 1987, *ARA&A*, 25, 23
- [17] McKee, C. F., & Ostriker, E. C., 2007, *ARA&A*, 45, 565
- [18] Krumholz, M. R., et al., 2014, in *Protostars and Planets VI*, eds. Beuther, H., et al., (University of Arizona Press, Tucson), 243
- [19] Sugitani, K., et al., 2019, *PASJ*, 2019, 71, S7
- [20] Nagashima, C., et al., 1999, in *Star Formation 1999*, ed. Nakamoto, T., (Nobeyama Radio Observatory, Nobeyama), 397
- [21] Nagayama, T., et al., 2003, *SPIE Proc.*, 4841, 459
- [22] Kandori, R., et al., 2006, *SPIE Proc.*, 6269, 51
- [23] Andersson, B. G., et al., 2015, *ARA&A*, 53, 501
- [24] Wainscoat, R. J., et al., 1992, *ApJS*, 83, 111
- [25] Jones, T. J., 1989, *ApJ*, 346, 728
- [26] Sugitani, K., et al., 2011, *ApJ*, 734, 63
- [27] Chapman, N. L., et al., 2011, *ApJ*, 741, 21
- [28] Planck Collaboration, 2016, *A&A*, 586, A138
- [29] Soler, J. D., & Hennebelle, P., 2017, *A&A*, 607, A2

- [30] Tackenberg, J., et al., 2014, *A&A*, 565, A101
- [31] Nguyen Luong, Q., et al., 2011, *A&A*, 535, A76
- [32] Busquet, G., et al., 2013, *ApJ*, 764, L26
- [33] Ohashi, S., et al., 2016, *ApJ*, 833, 209
- [34] Santos, F. P., et al., 2016, *ApJ*, 832, 186
- [35] Davis, L., 1951, *Phys. Rev.*, 81, 890
- [36] Chandrasekhar, S., & Fermi, E., 1953, *ApJ*, 118, 113
- [37] Ostriker, E. C., et al., 2001, *ApJ*, 546, 980
- [38] Hildebrand, R. H., et al., 2009, *ApJ*, 696, 567
- [39] Nakano, T., & Nakamura, T., 1978, *PASJ*, 30, 671
- [40] Crutcher, R. M., et al., 2004, *ApJ*, 600, 279
- [41] Tamaoki, S., et al., 2019, *ApJ*, 875, L16
- [42] Parker, E. N., 1966, *ApJ*, 145, 811
- [43] Hanawa, T., et al., 1992, *PASJ*, 44, 509
- [44] Kinoshita, S. W., et al., *PASJ*, in press
- [45] Urquhart, J. S., et al., 2018, *MNRAS*, 473, 1059
- [46] Colombo, D., et al., 2015, *MNRAS*, 454, 2067
- [47] Haworth, T. J., et al., 2015, *MNRAS*, 450, 10
- [48] Wu, B., et al., 2017, *ApJ*, 841, 88

Massive Star-Forming Region M17

Koji SUGITANI

*Graduate School of Science, Nagoya City
University, 1 Yamanohata, Mizuho-cho,
Mizuho-ku, Nagoya, Aichi 467-8501, Japan*

Abstract: We performed multiple molecular line observations of the massive star-forming region M17 and the infrared dark cloud M17 SWex, which is adjacent to M17, as part of the Star Formation Legacy Project at the Nobeyama Radio Observatory. In addition, we performed near-infrared polarimetry toward M17 SWex to reveal its magnetic field structure. Analytical results using these observational data have already been published in four papers. Here, we present the outlines of these studies, including the results that have not yet been published.