

宇宙の超巨星が放つ 謎に包まれたメーザー源 ～一酸化ケイ素 $v=0$ 輝線 史上初の検出成功～

新永 浩子（鹿児島大学）

太陽の25倍の巨大な星からメーザー信号をキャッチ

私たちの銀河系には、太陽よりもはるかに巨大で明るい星々が存在します。中でも特に、私たちが注目しているのが「VY Canis Majoris（おおいぬ座 VY 星）」という赤色超巨星です。この星は太陽の25倍もの質量を持ち、赤外線では天の川銀河で最も明るく輝く星の一つとして知られています。

この巨大な星から、これまで誰も超長基線干渉計（Very Large Baseline Interferometer, 以降略して VLBI）では観測したことのなかった、一酸化ケイ素（SiO）の振動基底状態 $v=0$ の輝線の電波信号を、世界で初めて検出することに、私たち国際研究グループが成功しました。日本の VLBI ネットワーク「VERA」を野辺山 45m 電波望遠鏡と組み合わせ、感度を向上させることで、この発見を成し遂げたのです。

宇宙のメーザー源の謎

検出されたのは「メーザー」と呼ばれる現象による電波（マイクロ波）放射です。宇宙のメーザーは、皆さんにも馴染みの深い、「レーザー」のマイクロ波版で、宇宙空間の特殊な条件下で分子の輝線が雪崩のように一気に放射される、極めて強く鋭い電波ビームです。今回観測されたのは、一酸化ケイ素分子の最も基本的な振動励起状態 ($v=0$) から発せられるメーザーで、通常は熱的励起の輝線を示し、星形成現場のショック領域や年老いた星の星周領域の拡がった構造をとらえます。そのため、単一鏡や通常の干渉計ではよく調べられてきましたが、これまで VLBI という最高空間分解能・精度をもつ観測手法では検出されたことがあ

りませんでした。今回用いた VERA の角度分解能は、3ミリ秒角で、旅客機の高度から地上にいる人の髪の毛一本が見分けられるのと同じ解像度になります。

このメーザーの驚くべき特徴は、その「明るさ」です。わずか 3.5 天文单位（地球と太陽の距離の 3.5 倍）という小さな領域（位置については図 1 を参照）から、輝度温度 1500 万度という強烈な電波が放射されていることが判明したのです（図 2 参照）。通常は $v=0$ の回転遷移輝線は熱的励起ですが、これほどコンパクトなメーザー源の構造を持つことは、宇宙でも極めて稀な現象です。

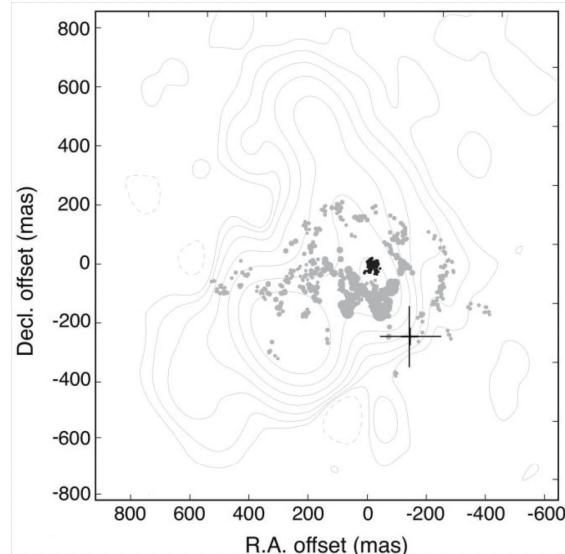


図 1：VY CMa の星周領域における各種メーザーと連続波放射の空間分布。黒の点の塊（一酸化ケイ素（SiO） $v \geq 1$ メーザースポットの位置）のあたりに星が位置している。グレーの等高線は周波数 321 GHz の連続波放射、大きな「+」印は今回、VERA + 野辺山 45m 望遠鏡で検出した SiO $v = 0, J = 1 \rightarrow 0$ メーザースポットの位置を表す。シンボルのサイズ（100 ミリ秒角）は最も明るい SiO $v = 1, J = 1 \rightarrow 0$ メーザースポットに対する $v = 0$ メーザースポット位置の不確実性に対応する。灰色の小点は水（H₂O）の JK_a, K_c = 10_{2,9}–9_{3,6} 遷移メーザースポットを示す。

星の最期を告げる壮大なドラマ

おおいぬ座 VY 星は、その巨大な質量ゆえに比較的短い一生をおくり、やがて超新星爆発を起こしてブラックホールになると予想されています。現在こ

の星は、生涯の最終段階で激しく物質を宇宙空間に放出しており、その質量放出率は太陽の質量放出率の300億倍という驚異的な値に達します。

今回検出されたメーザーは、星の中心から南西方向に約280天文単位離れた位置で観測されました。これは、星からの強烈な物質流が周囲のガスと衝突して生じる「宇宙の衝撃波」によって励起されたと考えられます。

日本の技術力が切り拓いた新発見

この成功の背景には、日本が世界に誇る電波天文学技術があります。VERAは、日本全国4か所(水沢(岩手県)、小笠原(東京都)、入来(鹿児島県)、石垣(沖縄県))の20m電波望遠鏡を結んで、日本列島サイズの巨大な電波望遠鏡として機能させる画期的なシステムです。これに野辺山45m電波望遠鏡を組み合わ

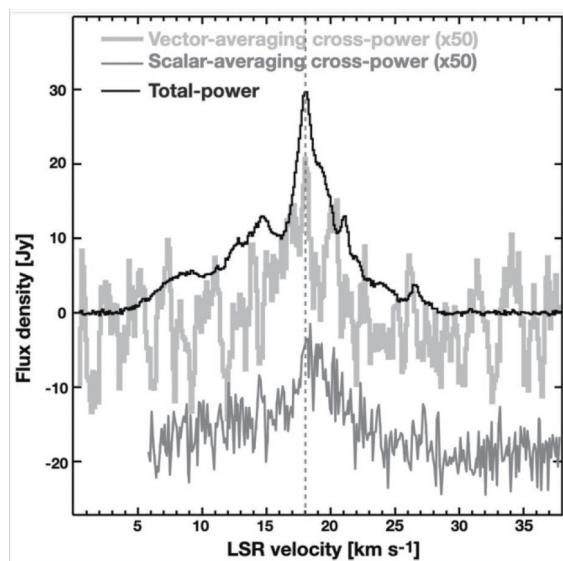


図2：おおいぬ座VY星の一酸化ケイ素(SiO) $v = 0, J = 1 \rightarrow 0$ 輝線のスペクトル。細い黒線はNRO 45m望遠鏡で取得した全電力スペクトル(スペクトルベースライン差引後)。細い灰色線はメーザー検出を示すクロスパワースペクトルの一例(VERA入来局-NRO 45mベースライン、わかりやすくするためにスペクトルベースラインをオフセットし、フラックス密度を50倍に拡大表示)。太い灰色線はNRO 45m望遠鏡を含む複数ベースラインの組み合わせによるベクトル平均クロスパワースペクトル。垂直点線は星の視線速度、 $V_{\text{LSR}} = 17.9 \text{ km s}^{-1}$ における ^{28}SiO $v = 0$ メーザー放射のピーク位置を示す。

せ、検出感度を向上させることで、従来は不可能だった微弱な信号の検出を実現しました。

宇宙の謎解明への新たな扉

この発見は、単なる技術的成果を超えて、宇宙物理学に新たな視点をもたらします。巨大な星がどのように物質を宇宙に撒き散らし、それが新しい星や惑星の材料となるのか－この宇宙の物質循環の謎解明に、重要な手がかりを提供します。

私たちの体を構成する炭素や酸素、ケイ素といった元素の多くは、かつて宇宙のどこかで燃え尽きた星々から生まれました。おおいぬ座VY星のような巨星の研究は、まさに私たち自身のルーツを探る壮大な試みです。

この成果は、2025年5月に日本天文学会の欧文雑誌『Publications of the Astronomical Society of Japan』に掲載され、世界の天文学者から注目を集めています。日本の電波天文学技術と新たなサイエンスの切り口が、また一つ、宇宙の新たな扉を開いたのです。

掲載誌情報

【発表雑誌】 Publications of the Astronomical Society of Japan, Volume 77, Issue 3, pp.459-465, June 2025

【論文名】 First VLBI imaging of SiO $v = 0, J = 1 \rightarrow 0$ masers in VY Canis Majoris

【著者】 Hiroko SHINNAGA, Miyako OYADOMARI, Hiroshi IMAI (Kagoshima University), Tomoaki OYAMA (NAOJ), Mark J. CLAUSSEN (NRAO, U.S.A.), Masumi SHIMOJO (NAOJ), Satoshi YAMAMOTO (SOKENDAI), Anita M. S. RICHARDS, Sandra ETOKA (Jodrell Bank Center for Astrophysics, The University of Manchester), Malcolm GRAY (NARIT Thailand) and Takeru SUZUKI (The University of Tokyo)

シミュレーション×観測的可視化でひも解くフィラメント分子雲の3次元磁場構造

吹原 瑠, 塚本 裕介, 高石 大輔(鹿児島大学),
三杉 佳明(国立天文台)

星は等方的な力である重力に支配されて形成されるため、球形の星の母体となる分子雲も球状であると考えられてきました。しかし、2009年に打ち上げられたHerschel宇宙望遠鏡は、それまで見えていなかつた低温領域を解像し、宇宙空間には紐状のフィラメント分子雲が普遍的に存在していることを明らかにしました。この観測ブレイクスルーを受け、円柱状のフィラメントが重力分裂によって球状分子雲・分子雲コアを形成し、さらにそれらの重力収縮が進んで星の赤ちゃんである原始星が誕生するという、新たな星形成描像が考えられています。星形成の初期条件となるフィラメント分子雲は注目を集めている天体です。

重力支配の星形成ダイナミクスにおいて、磁場は磁気張力や磁気圧として重力に抗う力として働き、星形成を理解する上で重要な物理です。と同時に、その大きさや構造の進化は未解明な部分が多く、観測・理論の両面から多くの研究が行われています。天体の磁場を観測する手段の一つに偏波観測があります。これは天体中の非球形固体微粒子(ダスト)が磁場にとらわれて運動するメカニズムを利用して、ダストが放射する熱偏波を介して天球面上に磁場をトレースする観測方法です。つまり偏波データから得られる情報は、天球面上に投影された2次元の磁場構造となります。近傍星形成領域における磁場観測サーベイプロジェクトBISTROは分子雲から分子雲コア内部までの幅広いスケールにおける天体の偏波構造を明らかにしました。近年、飛躍的に発展している観測技術は偏波観測にも膨大なデータをもたらしましたが、詳細で複雑な偏波構造は解釈を

難しくさせているという現状がありました。

本研究の直接的なモチベーションとなった先行観測研究Doi et al.2021は、この偏波データに対する新たな解釈方法を打ち出しました。彼らはフィラメントの短軸方向の、全強度(I)と偏波強度(PI)プロファイルに注目しました。それらの半値全幅の比R(=FWHM(I)/FWHM(PI))と、自己重力によって高密度なフィラメント中心軸に向かって引き込まれるような磁場の形状には関連があると提案されたのです。

私はこれまで、3次元磁気流体数値シミュレーションによって、フィラメントから星の赤ちゃんである原始星が誕生するまでのダイナミクスに磁場が与える影響を調べていました。Doi et al.2021では軸対称で静的な磁場構造を持つ平衡フィラメントモデルを用いて、2次元の偏波構造と3次元の磁場構造の関連について議論されていましたが、私のシミュレーションのような乱流場を伴って動的に進化する磁場構造を持つような現実的なフィラメントでは短軸方向の偏波プロファイルはどのようにになっているのだろう?という疑問から本研究はスタートしました。私たちシミュレーション家が持つデータは密度や温度、磁力線といった“生”の物理量であり、光の強度や偏波といった観測量と直接比較することはできません。そこで必要となるのが、シミュレーションデータを擬似観測する「観測的可視化」です。本研究では輻射輸送計算コードRADMC-3Dを使用し、シミュレーションで得られる3次元モデルを36視点から擬似的に観測しました。各観測視線において、Rに代表されるフィラメントの短軸偏波プロファイルを128点取得し、それらの分布が視線に伴いどのように変化するのかを調べました。

その結果、視線に対する磁場の奥行方向への傾き(θ)とRの分布には明らかな相関関係があることが発見できました。 θ の増大に伴ってRの平均値は減少し、Rの分散は増大するという傾向が見られました。この相関関係は、フィラメント内のRを広く観測することで、同定が困難な磁場の視線方向

の傾きに制限がかけられることを示唆しています。つまり、直接観測が不可能な磁場の3次元構造を、スカラー量である観測量の統計的な解析から間接的に得ることが可能になると考えられます。

この解析手法を実際の観測研究に応用するにあたって、課題となるのは偏波データを取得する際の観測感度です。本研究では、シミュレーションデータの観測的可視化の際に無限大の感度という理想的な観測条件を仮定しており、現状の観測装置（JCMTやPOL-2）の感度では検証が難しいのが現実です。

ですが、atLASTやLSTといった、現在の観測装置よりも高い感度を有する将来の望遠鏡であれば、実現可能になると考えています。

近年の観測技術の発展に触発されて生まれた本研究から得られた理論的示唆が、今度は将来の観測研究に少しでも貢献できたら幸いです。これからも理論と観測の融合を通じて星形成の理解がさらに深まっていくことを楽しみに、研究に励んでまいります。

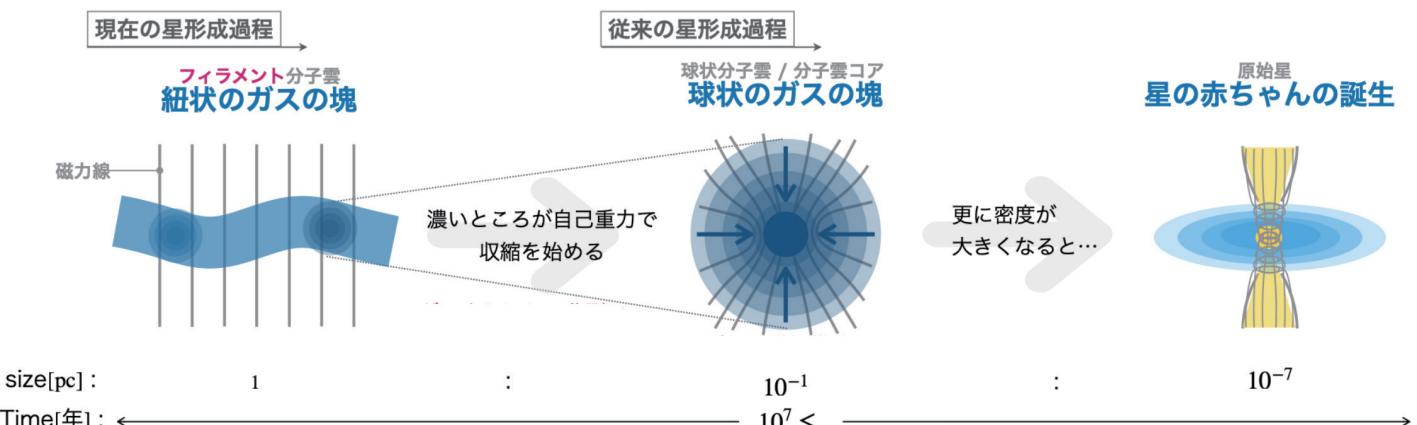


図 1：現在考えられている星形成過程

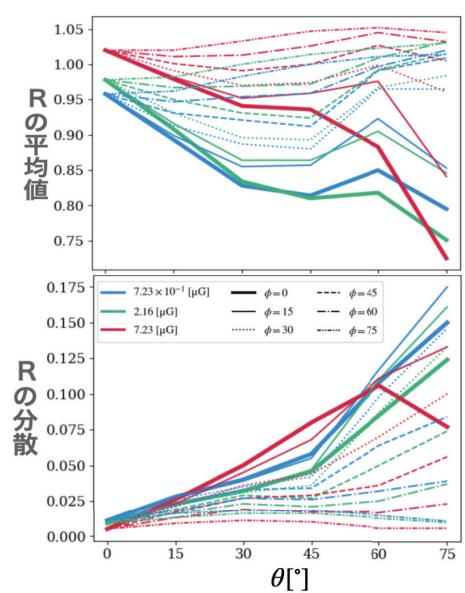
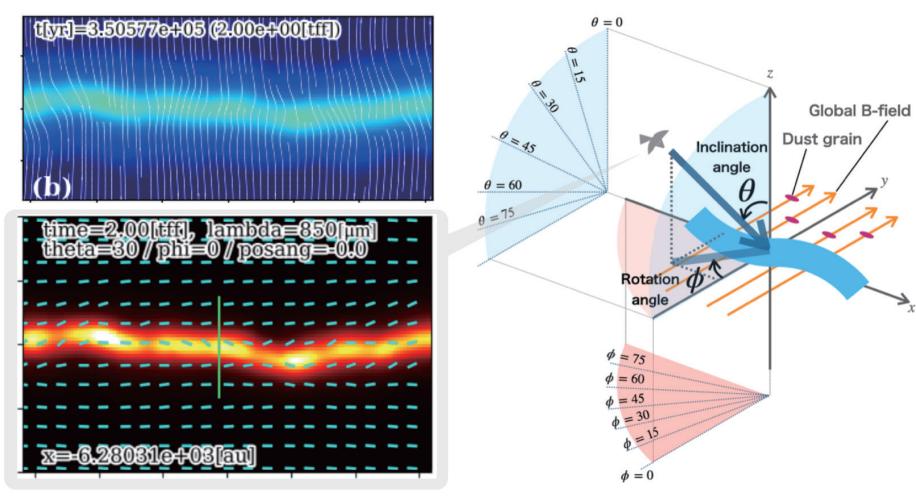


図 2：本研究の概要と結果
(左側上図) シミュレーションデータ (左側下図) 観測的可視化データ。短軸 (緑線分) 上の偏波プロファイルを取得。
(右図) 視線方向 θ と R の分布の関係

紫外 - 可視 - 近赤外 12 バンド 同時観測で捉えられた ショックブレイクアウト冷却期

中山 雅之、永山 貴宏、堀切 月葉(鹿児島大学)

太陽の 10 倍以上の初期質量を持つ恒星は、その進化の最終段階において重力崩壊を起こします。このとき、衝撃波が星表面を突き破り、明るく輝くショックブレイクアウトが起こります。2-3 日程度で紫外線波長域でピークを示し、その後可視光線や近赤外線に移り変わります。この時期をショックブレイクアウト冷却期と呼びます。ところが、観測されたケースは非常に稀です。近傍銀河 M81 に出現した SN 1993J など 5 例程度に限定されます。最近では、Zwicky Transient Facility (ZTF) などによる可視光の突発天体掃天観測により、いくつかの事例が発見されていますが、親星の素性に迫るには複数のバンドで即時に観測を始める必要があります。可視 - 紫外線で非常に初期から観測された例は極めて限定的です。

SN 2024iss は 2024 年 5 月 12 日 21 時頃に GOTO collaboration サーベイによって可視光で 14.6 等で発見された超新星です。前日に、19 等の限界等級が与えられていました。わずか 1 日で

急増光したことを意味します。その後、翌日には Swift 衛星の紫外可視望遠鏡 UVOT で観測が開始され、ZTF でも可視の観測が開始されました。5 月 15 日からは、鹿児島大学入来観測所 1m 望遠鏡に搭載されている、5 バンド同時撮像システムで観測を開始しました。これは、近赤外線 3 バンド同時撮像装置 kSIRIUS と可視 2 バンド同時撮像カメラを組み合わせたものです。突発天体のような速い時間スケールで変動する現象の観測に優れた装置です。我々は紫外線から可視光、近赤外線にわたる波長域で計 12 バンドの時系列データを取得できました(図 1)。

詳細な解析の結果、我々は推定爆発日のわずか 1 日後から温度進化を得ることができ、これは理論モデルと非常に良く合致していました。ここから、親星の大きさを 50-340 太陽半径程度と推定できました。モデルの違いによる不定性があるものの、従来標準的とされる親星モデルと一致しています。

この観測研究の成功例は、今後の 5 バンド同時撮像システムによる突発現象の観測に高いポテンシャルを有することを示したものです。今後、鹿児島発と呼べる時間領域天文学研究の成果発信が期待されます。

参考文献：Publications of the Astronomical Society of Japan, Volume 77, Issue 3, pp.L31-L35

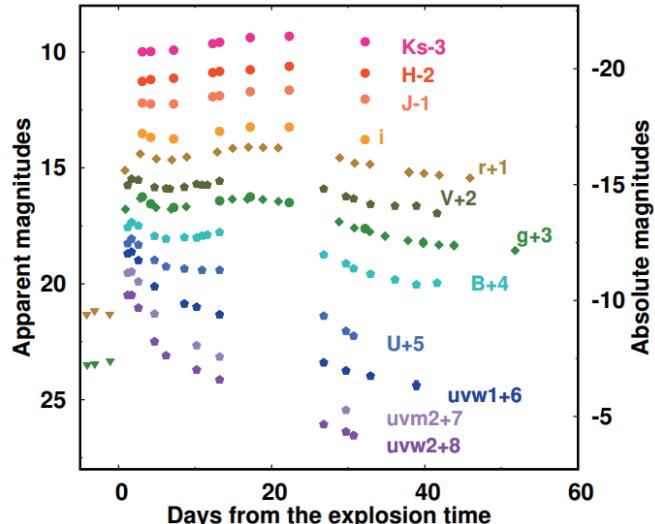


図 1 : SN 2024iss の 12 バンド光度曲

共通星周物質縁と 双極高速ジェットを形成する 進化終末期連星系の中心部に迫る

今井 裕, 星野 岳史(鹿児島大学),
ダニエル・タフォヤ(チャルマーズ工科大学),
ホセ・フランシスコ・ゴメス(アンダルシア天体物理学研究所), 中島 淳一(中山大学),
ガボール・オロス(欧州超長基線電波干渉法合同研究所)

天の川銀河には数千億個の星々が存在すると想定されていますが、その中で現在 20 天体程度しか見つかっていないある種の恒星系が存在します。我々の研究チームは、この様な特殊な恒星系の中心部の様子を明らかにすることができる電波放射源の検出・撮像に成功しました。この記事では、その様な電波放射、具体的には一酸化珪素 (SiO) 分子が放出するメーザー放射の ALMA(アタカマ大型ミリ波・サブミリ波干渉計) を使った初めての撮像について紹介します。この様な撮像を繰り返すことにより、近い将来、連星系(二重星、三重星等)の最期の様子が解明されると共に、天の川銀河内部で繰り返される物質輪廻の一側面について重要な示唆が得られることが期待されます。

生まれてくる星々(恒星)の半数程度は、単独ではなく、2つや3つ、場合によってはそれ以上の星が同じガス雲からほぼ同時に形成され、やがてお互いの星を周回する様になります。これが連星系です。単独で生まれた星の進化自体も様々な未解明な部分が残されていますが、連星系の場合はさらに進化の仕組みが複雑となります。星は進化末期に数百倍以上にも膨張しつつ、大量の物質を星間空間へ放出します。連星系でこの様な恒星の膨張が起きると、膨張した星にもう片方の星が呑み込まれる形となることがあります。後者の星は前者の星から物質の供給を受けるので、進化の速度が増します。逆に前者の星は、単独で進化する場合よりも早く星外層が後者の星の重力によってはぎ取られ、こちらは星の内

部がむき出しになってコンパクトな星へと進化します。やがて、前者の星同様、後者の星も膨張し前者の星を呑み込む段階に差し掛かるはずです。後者の星が作り出す低温の星周物質縁の中に、高温の前者の星が共存するこの形のことを、特に「共通星周物質縁」(あるいは共生星)と呼びます。コンパクトで表面重力や磁場が大きい前者の星に降り積もる物質は高速で落下し、やがてその一部は双極方向に細く飛び出す高速ガス流(ジェット)を作ると期待されます。

この様な宇宙ジェットについては、元々太陽の10倍以上の質量を持った星が最終的に変身する中性子星やブラックホールからのものが、当初多く観測されてきました。しかし 1990 年代に入り、元々太陽程度の質量を持ち進化末期を迎えた時点で周囲に撒き散らした物質を電離して惑星状星雲を形成する白色矮星においても、この様なジェットが観測される様になりました。ただ、ジェットもそして惑星状星雲も、それらの形状は多様性に富んでいます。この多様性の原因は何なのでしょうか? 実際には、この様な恒星からのジェットが単独星ではなく連星系から作られたという直接的な証拠がつかんでいません。連星系があるとしても、その見かけのサイズが大変小さいからです。また、これら星系は上記多様性を生み出すと考えられているジェット形成初期段階では分厚い星周物質縁に埋もれており、直接観測することが困難でした。

我々の研究チームは、惑星状星雲出現前に生まれる恒星ジェットを駆動する仕組みについて解明すべく、前述の 20 天体程度しか見つかっていない恒星系に注目して研究を進めています。これらは「宇宙の噴水」と呼ばれています。水分子からのメーザー(microwave amplification by stimulated emission of radiation、レーザーの電波版) 放射が観測され、メーザーを放射するスポット状のガス塊の分布と運動から双極高速ジェットの存在が確認されたことから、この様な名称が生まれました(2002 年)。さて、研究課題を達成する為には、水メーザー源だけを観

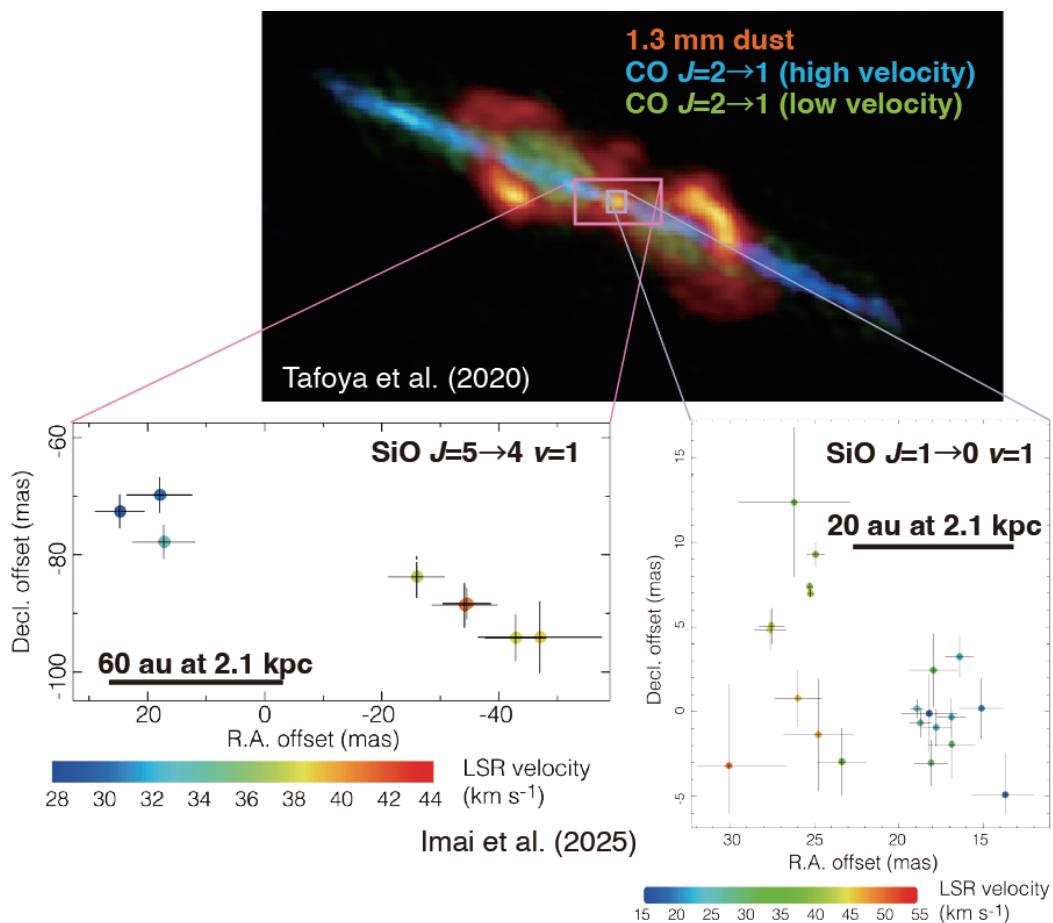


図1：ALMAとVLAで観測されたW 43Aの概観。

上図：W 43A中心付近にある星（図中心部）と、そこから放出され星自身を取り巻く発達した星周物質縁の内部の様子。ALMAで観測された双極高速ジェット（青色）とそれに引きずられて共に吹き出す低速ガス流（黄緑色）が見られる。これらガス流は、星周物質縁が最も濃くダストからの放射が明るく見える部分（赤色）を突き破って外側へ放出されている。W 43Aの星周物質縁は数1000年程度で形成されたのに対し、これらガス流は形成されてわずか60年程度しか経過していない。

左下図：前述した双極高速ジェットの根元で励起されて光る一酸化珪素メーザー($J=5 \rightarrow 4 v=1$ 遷移)スポット群。縦軸・横軸の単位はミリ秒角(mas)。視線速度(LSR velocity)の東西に見られる勾配の方向は、ジェット全体のそれと合致している。

右下図：中心星の直近で励起されて光る一酸化珪素メーザー($J=1 \rightarrow 0 v=1$ 遷移)スポット群。視線速度の東西に見られる勾配の方向が、ジェット全体のそれと正反対になっている。異なる遷移の一酸化メーザー源の間では、視線速度の勾配方向だけでなく速度範囲も異なる。

測していくにはいけません。ジェットの根本、つまり恒星系が存在する部分からの電磁波放射の観測が必要です。ただし、透過力が高い電波とはいえ、放射源自体が肝心な部分を覆い隠す場合、観測の目的を果たせません。我々の研究チームは、一酸化珪素(SiO)分子からのメーザー放射の撮像に成功し、それら放射源が恒星系の直近に存在することを明らかにしました（図1）。

我々の研究チームが観測したのは、チーム代表が博士研究員時代から注目してきた「宇宙の噴水」W 43Aです。本記事では特に、最近ALMAとVLA (Very

Large Array) を用いて得られた研究成果に焦点を当てます。ALMAを使った精密な観測は2017年9月と2019年7月に行いましたが、後者の観測の方で積分時間が長く、SiOメーザー源の撮像に初めて成功しました。実は、周波数が異なるSiOメーザー放射をVLAで2004年12月に撮像しており、本記事でも紹介しています（図1）。しかしこちらのメーザーは、2004年の観測を最後に現在では見られなくなりました。W 43Aが現在も急速に進化しており、このメーザーを励起できる物理環境が失われてしまった可能性が高いです。

ともあれ、ALMA で同時に撮像された星周塵(ダスト)からの連続スペクトル放射の空間分布とこれら SiO メーザースポット群の分布を比較すると、興味深い情報を得ることができました。まず、メーザースポット群の分布から推定されたジェットの発生源と、星周塵放射が最も強い場所、つまり恒星系が存在する位置とが、20 au 程度の範囲内で一致していました。もしこの恒星系が連星を成していると考えた場合、この連星を成す 2 つの星の間隔はこの程度ということになります。同時に、ジェットを放出する未知のコンパクト星の視線速度が、いつ観測しても 1 km/s 以内で変化していないことも分かりました。連星系は極端に小さくてお互いの星を高速で周回している、ということはなさそうです。実際、W 43A からのジェットは 5 ~ 7 年間隔で噴出されている模様で、これがこの連星系の公転周期に相当すると想定されます(太陽を地球が 1 年で 30 km/s の速度で公転することと比較すると良い)。

次に興味深い点は、ALMA と VLA で観測された 2 種の SiO メーザーの間で、スポット群の分布サイズも視線速度の勾配の向きも大きく異なるということです。観測された時期が異なるのだからこの様な異なりが生じることはあり得るはずだという指摘もありました。しかし、野辺山 45m 電波望遠鏡を使った観測($J=1 \rightarrow 0$ 遷移のみだが)で得られた過去のスペクトルと比較してもほとんど視線速度分布が変わっていないことから、この 2 種のメーザーは長期間それぞれ異なる場所で励起されていたことになります。これらの配置の想像図を図 2 にスケッチしています。励起に必要な物理条件がこの 2 種の SiO メーザー源では異なっており、これら SiO メーザー源が細く絞られた高速ジェットそのものではなく、それとは異なりジェットとはやや異なる方向に放出されたガス流に乗っていることが推定されます。

ALMA による別の観測で、W 43A には太陽質量程度の星から 1 年間で 1/400 太陽質量の物質が放出されていることが分かっています。「宇宙の噴水」の様な恒星系が天の川銀河に 20 個程度存在すれば、

天の川銀河全体で 1 年間に星形成で星に取り込まれる質量(1.5 太陽質量程度)のうち 3% 程度が「宇宙の噴水」から供給されるという計算になります。この様な、一瞬で出現し進化の後見えなくなる天体の存在は無視できません。この様な極端な高速進化の仕組みを明らかにするには、今回得られた知見に基づきジェットを発射し SiO メーザー源を励起する恒星系(連星系?)の軌道まで明らかにしたいところです。その為には、実施した ALMA 観測よりもさらに高い解像度をもって SiO メーザー源を継続観測する必要があります。

また、W 43A でジェットが見られる期間は 200 年程度だと推定されています。従って、観測を継続していくうちに「宇宙の噴水」と呼ばれる期間におけるこの天体の進化を実時間で追跡することになります。天体の特徴が変化すればまた新たな情報が得られるはずです。当面(筆者が定年退職を迎えるまで)この天体から目が離せないところです。

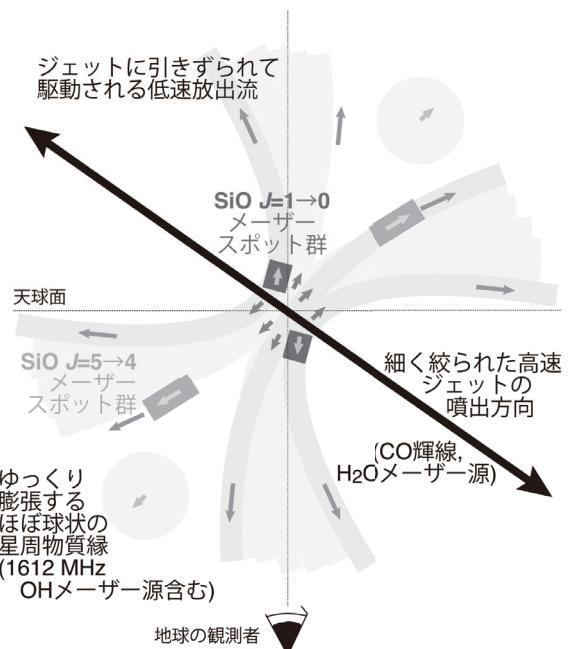


図 2 : W 43A 中心部の想像図。異なる遷移の一酸化珪素メーザー源は、共にジェットに引きずられ駆動されるガス流の中で励起されているが、励起される場所はジェットの芯からの距離とそれに伴うガス流の方向がそれぞれ異なる。

惑星形成の現場から吹き出す 風が運ぶ“惑星の種” －運べる大きさの限界を発見

内村 迅渡（鹿児島大学），
工藤 哲洋（長崎大学），
塚本 裕介（鹿児島大学）

惑星は、赤ちゃん星（原始星）を取り巻く原始惑星系円盤の中で、惑星の種である固体微粒子（ダスト）が衝突・合体を繰り返して成長し、やがて誕生します。したがって、従来の惑星形成研究における主要な関心は、惑星誕生の現場である円盤内部におけるダスト成長とその輸送過程に置かれてきました。実際、近年の観測から、原始星形成後100万年以内の円盤で、ダスト成長の進行が示唆されており、この結果は、円盤内におけるダストの成長時間が1万年程度であるという理論的予測と一致します。そのため、ダスト成長が円盤内で完結するという理解に、大きな疑問は抱かれてきました。

しかし、近年の高解像度観測により、円盤外側に広がるガス領域（エンベロープ）において、mmサイズまでに成長した大きなダストが存在する可能性が示されました。これは、従来のダスト成長の理解を揺るがす驚くべき発見です。一方で、ダストがエンベロープ内でmmサイズまで成長するためには、長時間が必要であり、衝突破壊といった問題もあるため、理論的には成長は極めて困難であると考えられています。

この観測と理論の間に現れたギャップに対して、鹿児島大学の塚本裕介准教授を中心とする研究グループは、3次元非理想MHDシミュレーションを用いて新たなダスト輸送メカニズムを発見しました。すなわち、円盤内部で大きく成長したダストが円盤から吹き出す風（アウトフロー）によって巻き上げられ、円盤外側へ再分配されるというものです。この結果は、ダスト進化が円盤内で完結するという

従来の常識を覆し、成長したダストが円盤外側にまで広がりうるという新たな視点を提供しました。また、エンベロープでの大きなダストの存在を説明できるだけでなく、円盤外縁部へ大きなダストが供給されることで、微惑星形成を促進する可能性があります。

一方、先行研究で用いられてきた3次元シミュレーションは計算コストが極めて高く、広いパラメータ空間での探索が難しいという課題があります。結果として、どのような風（アウトフロー）の条件で、どれほど大きな粒子が巻き上げ可能なのかという定量的評価が十分に進んでいません。巻き上げ可能な最大サイズのパラメータ依存性を調べることで、外側のエンベロープに存在する大きなダストについて、どのような風（あるいは円盤）の条件なら輸送できるのかを数値的に示す1つの解釈を与えることができます。

そこで、本研究では、計算コストの軽い1次元解析モデルを用いて、アウトフローによって巻き上げられるダストの最大サイズとそのパラメータ依存性（磁場の強さ、中心星の質量、円盤サイズなど）を定量的に明らかにすることを目的とします。

本研究では、1次元定常（時間変化なし）アウトフロー解析モデルを用いて、ダストの運動の解析を行いました。また、ダストがアウトフローによって上に運ばれるかを2段階で判定します。まず、ダストの巻き上げの速度（上向き）が下向きの沈降の速度を上回るかで“持ち上がる／円盤に沈む”を決めます。その上で、磁力線に沿って運ばれるには、ダストが磁力線と十分に結合している必要があります。この結合度合いは、ストークス数Stというガスとダストの結合の強さを表す無次元パラメータで決まり、この値が1より小さい場合、磁力線と十分に結合していると言えます。最終的にダストがエンベロープへ脱出する速度に到達するまで、上向きの速度を持ち、磁力線と十分に結合($St < 1$)していれば、ダストは円盤外側へ放出されます。

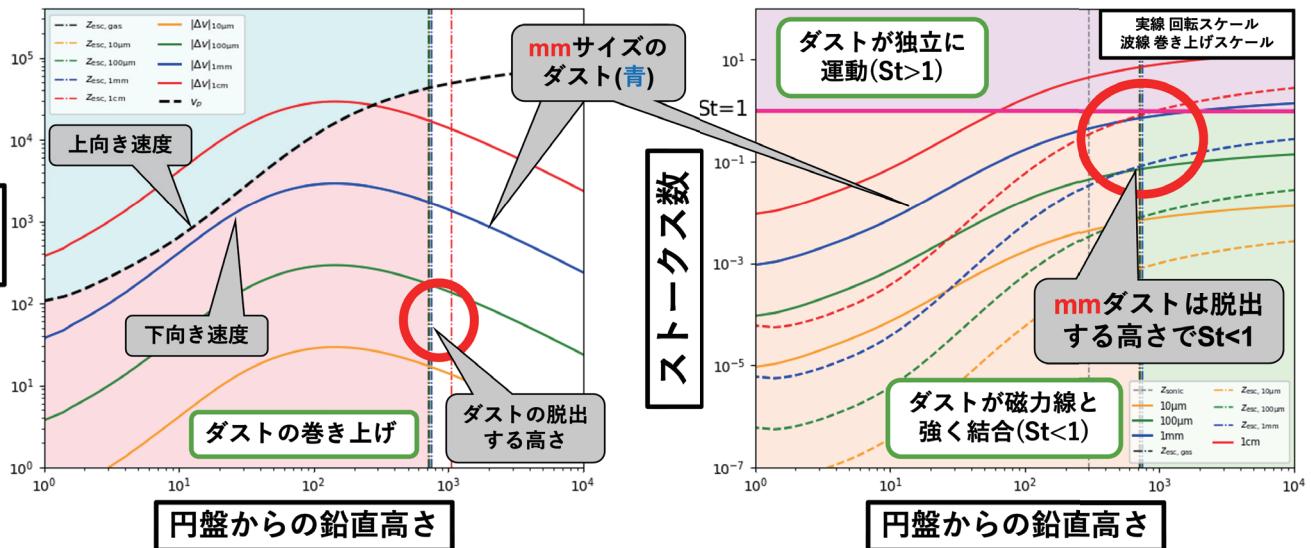


図1：ダストの巻き上げ判定（左図）と
磁力線との結合の強さ（右図）を表すプロット

図1は横軸に円盤からの鉛直高さをとった解析結果の一例を表したものです。左図はダストが上向きに動けるかどうかを判定する速度のプロット、右図はダストが磁力線と十分に結合しているかを示すストークス数(St)のプロットになります。この結果から、mmサイズのダストは、アウトフローによって巻き上げられ、円盤外側へ放出されることが分かりました。左図では、mmサイズのダストの上向きの速度（黒の波線）が沈降速度（青の実線）よりも大きい状態が脱出する高さまで保たれています。また、右図からmmサイズのダストが脱出する高さに達するまでストークス数が1より小さく、磁力線と十分に結合していることが分かります。

さらに本研究では、アウトフローによる巻き上げ最大サイズのパラメータ依存性をダストの内部密度、アウトフロー質量放出率、円盤サイズ、中心星の質量で定量的に調べ、図2のような経験式を導きました。この結果は、典型的なアウトフロー質量放出率 \dot{M} である $\dot{M} = 10^{-7} \sim 10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ で、最大で 100μm から mmサイズのダストが巻き上げられる

ということを示しており、近年のエンベロープでの観測と整合的な結果であることが分かりました。

今後は、多次元シミュレーションを用いて、今回の解析結果との比較検証を行うとともに、円盤の長期進化過程におけるアウトフローによるダスト輸送経路とその供給量を調べていきたいと考えています。これにより、円盤内部にとどまらず、その周辺の構造も含めたダストの進化過程の解明を目指します。

$$a_{d,max} \sim 1.5 \left(\frac{\rho_{\text{mat}}}{1 \text{g cm}^{-3}} \right)^{-1.0} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}} \right)^{1.0} \left(\frac{r_{\text{disk}}}{20 \text{AU}} \right)^{-0.44} \left(\frac{M}{0.3 M_{\odot}} \right)^{-0.82} \text{mm.}$$

図2:巻き上げ最大サイズの経験式