銀河のチリに埋もれた超新星を近赤外線で見る

山中 雅之 , 永山 貴宏 (鹿児島大学),
熊野 朱里 (広島大学),
Devendra Sahu, Hrishav Das, G. C. Anupama (Indian Institute of Astrophysics),
Avinash Singh (Stockholm University)

超新星とは一体、何でしょうか。それは恒星がその一生の最後に引き起こす大爆発現象です。銀河 1 つ分にも匹敵するほどの明るさで輝きます。

超新星は宇宙のどこで起こっているでしょうか？現代の天文学で研究対象となるものは、天の川銀河の外の銀河、系外銀河で起こっています。銀河はいくつかの種類に分かれます。渦巻を持っている銀河を「渦巻銀河」と呼びます。渦巻銀河の “ 腕 ” には星が生まれる材料でもある固体微粒子（本稿では以降 “ チリ ” と呼びます。英語ではダストとも呼ばれます）が存在しています。

超新星は、太陽の 10 倍以上の質量を持つ星が、その一生の最期に起こす爆発現象です。一方で、星の寿命は質量の 2 ～ 3 乗に反比例すると言われています。星は重ければ重いほどより早い段階で超新星爆発に至るということです。星は銀河の中を長い期間をかけて漂いますが、重い星はまだ腕の上にある段階で一生を終えてしまいます。このため、多くの超新星が銀河の “ 腕 ” で発見されます。腕にはチリが多く漂っています。このため、超新星からの光がチリによって遮られることは良くあります。チリによる遮蔽は、超新星を調査する上で、深刻なものとなります。

さて、私たちは、2023 年より最新の観測装置「kSIRIUS(ケーシリウス)」を使って、超新星などのデータを取得し始めていました。この観測装置を用いると、異なる 3 つのデータを同時に取得することが可能となります。「近赤外線」と呼ばれる特殊な光です。「可視光線」は人間の眼で見ることができますが、「近赤外線」は眼では見ることができません。

「近赤外線」は、チリに遮られにくい性質を持ちます。一方で、「可視光線」はチリに遮られ暗くなってしまいます。このため、可視光線でとても暗い超新星が発見されたとしても、それが真に暗い天体であるのか、チリによって光が遮られているのかわかりません。

近年、とても広い視野のカメラを搭載した望遠鏡による、新天体探索プロジェクトが急速に発展しつつあります。Zwicky Transient Facility (ヅビッキートランジェントファシリティ ; 略称 ZTF) やアトラスといったプロジェクトです。これらのプロジェクトは、単に視野が広いだけでなく、何度も同じ領域を繰り返し観測することで新たに増光している星を次から次へと見つけることができます。特に、ZTF は数多くの新天体を正確に、かつ早い段階で発見するようになり、超新星研究の業界に大きなパラダイムシフトをもたらしました。これにより発見された超新星は数多く存在します。

本研究の対象となった SN 2023dbc は 2023 年 3 月 13 日に ZTF によって 19.3 等の明るさで発見されました。19 等台という明るさは非常に暗く、世界でも 2 メートル以上の鏡を持つ望遠鏡でなければ追観測されません。しかしながら、私たちは銀河の内部にあるチリによる減光を受けている可能性を考慮し、「近赤外線」の光を受けるべく「kSIRIUS」を用いて観測を開始したのです。発見翌々日の 3 月 15 日に最初の観測を行いました。

その後、3 月 16 日には中国のグループから、3 月 20 日にはアメリカのグループから “ スペクトル ” の取得報告がなされました。“ スペクトル ” の観測を行うことで、星に含まれる多様なガスを特定することができます。これらの観測から、当初は爆発して間もない時期の、水素もヘリウムも無いタイプの超新星爆発であると同定されました。

さて、この超新星は M108 という地球から近い銀河で発見されました。3200 万光年先の銀河です。私たち人類からすればとても遠くに感じますが、この手の超新星を研究するにはとても良い、非常に近

い距離と言えます。私たちは、この時点でこの天体が非常に重要な天体であると判断し、その後もkSIRIUSで観測を続け、約130日の間に計17夜分のデータを取得することに成功しました。

この時、ちょうど私を代表とする日本インド間の二国間共同研究を実施していました。この枠組みには、日本側からいくつかの大学が参画しています。1m望遠鏡を有する鹿児島大学もその1つです。インド側は、ヒマラヤ山脈の非常に天候条件の良い場所に望遠鏡施設を有しています。彼らは、この超新星の“スペクトル”を1本取得していました。私たちは、kSIRIUSのデータと彼らが取得したスペクトルを組み合わせて、この超新星の性質を調べることにしました。

私たちは、まずはこの超新星の“色”を調べました。ここで用いた“色”とは近赤外線に比べて可視光線がどれだけ大きな減光を受けているか、と言いかえることができます。近赤外線の観測例は非常に少ないのですが、いくつかの別の超新星が、先行研究によって良く調べられていました。超新星は本来であれば、非常に色が青いことが知られています。SN 2023dbcの場合、非常に赤くなっていたことを突き止めたのです。

この色の“赤さ”を使って、銀河のチリによってどれだけ光がさえぎられているか調査しました。その結果、この超新星は、なんと可視光線において、本来の明るさに比べて4.1等も減光していたことが判明したのです。私たちは、この量を使って超新星本来の明るさを推定しました。質の高い近赤外線データのおかげで、高い精度でチリの影響を取り除くことに成功したのです。

これにより、SN 2023dbcの本来の“色”、そして“明るさ”を得ることができました。その結果、SN 2023dbcは過去に良く研究されている超新星の中でも、かなり暗いことがわかりました。

超新星は爆発とともに非常に大きな速度で膨張しています。実は、“スペクトル”を用いて、それぞれの組成が含まれるガスの膨張速度を測定できるのです。その結果、ヘリウムが秒速14000キロメートルもの速度で膨張しているとわかりました。このクラスの超新星としては、やや大きな膨張速度です。

そして、次に、超新星の明るさの変化に着目しました。そこから、膨張するガスの形を検討しました。実は、このタイプの超新星は単純に“球に近い”形のガスでは、説明することが難しいことが知られていました。そこで、ガスが一部ひしゃげたような、例えば卵のような形状とドーナツ状の形のガスが組み合わさったような状況を想定しました。このような“丸くない”ガスのシナリオは比較的良く受け入れられています。私たちは、SN 2023dbcもやはり“球に近い”形では説明が難しく、卵とドーナツが重なったような形と合うと結論付けました。

さて、これらの観測事実・検討結果から私たちは以下のようなシナリオを検討しました。まず、この超新星は真に暗いことはすでに指摘しました。これは明るさの源となる“熱源”の量がとても少ないことを意味します。そして、膨張速度が速いことは爆発エネルギーが大きいことを示唆します。私たちの計算では、4.1x10の44乗ジュールと見積もられました。これは、桜島の大正大噴火の10の26乗倍ものエネルギーに相当します。

以上のことから、私たちは、ヘリウムガスは非常に大きな速度で運動している一方で、明るさの“熱源”となるガスは、中心に落ち込んでいるシナリオを提示しました。相当な量の熱源が落ち込んでいると見られ、中心ではブラックホールを形成している可能性があります。

本研究による波及効果は非常に大きいと考えています。つまり、本研究の対象となった超新星SN 2023dbcは銀河のチリの向こう側で爆発しています。このため、これまででは追観測の対象とはなりえませんでした。しかし、kSIRIUSを用いれば、近赤外線の明るさを詳細に調べることが可能となります。このような研究アプローチは、これまで世界でもあまり実施されてきませんでした。もしかしたら、チリの向こう側にはまだ、人類が知らないような新

たな種族ともいえる超新星が眠っているかもしれません。私たちは、今後も kSIRIUS で“赤い”超新星の観測に基づく研究を続けるつもりです。これにより、超新星爆発に新たな知見をもたらすことができるかもしれません。今後大きな期待が寄せられます。

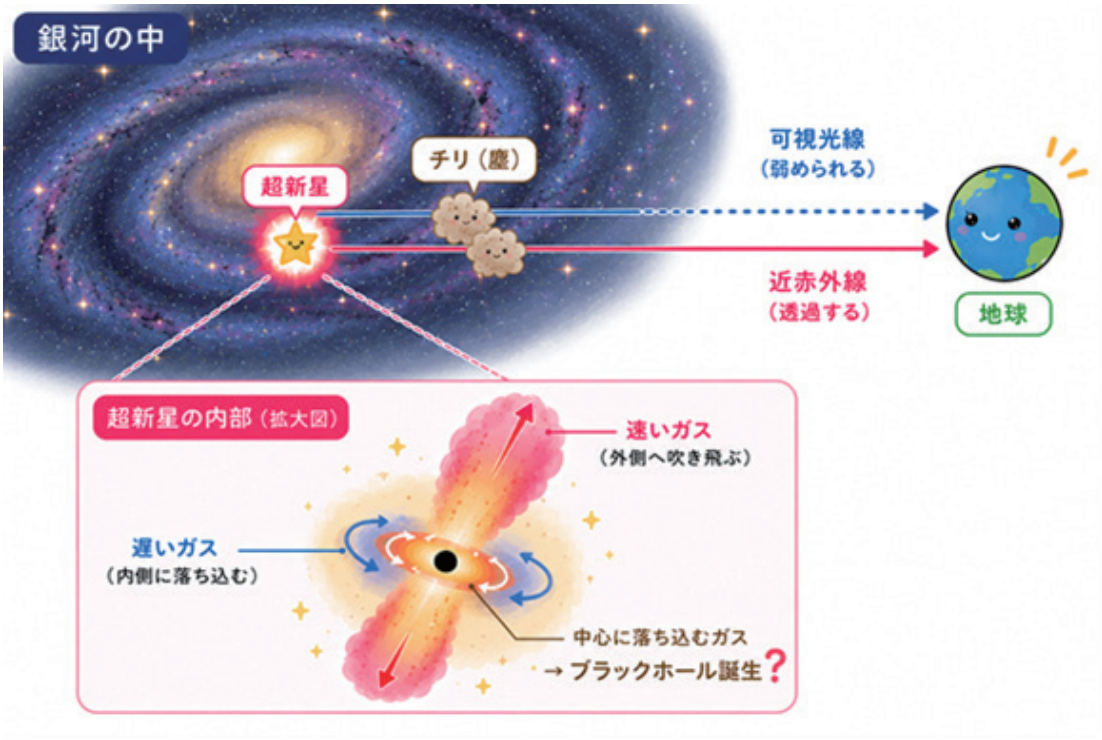


図 1：チリの向こう側にある「ゆがんだ形」の超新星爆発のイメージ図。可視光線はチリによって暗くなり、赤外線は影響が少なく透過しやすい。また、「ゆがんだ形」の中心では、ガスが中心に落ち込み、ブラックホールが誕生している可能性がある。本画像は山中が対話型生成 AI ChatGPT を用いて作成。

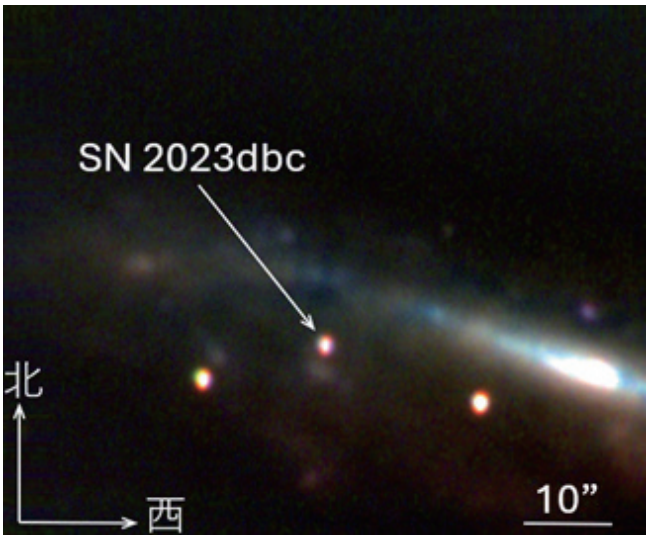


図 2：鹿児島大学望遠鏡（入来観測所）に搭載した赤外カメラ kSIRIUS で撮影された超新星の赤外写真。矢印の先にあるのが超新星 SN2023dbc。右に見える明るいコアから左斜め上に伸びているのは、銀河 M108（メシエ 108）。

長く輝く超新星から『宇宙のちり』の誕生を探る

後藤 颯太 (鹿児島大学 博士課程),
山中 雅之 (鹿児島大学),
川端 弘治 (広島大学), 田中 雅臣 (東北大学),
Avinash Singh(Stockholm University),
Devendra K. Sahu(IIA), 中岡 竜也 (広島大学),
Anjasha Gangopadhyay(Stockholm University),
永山 貴宏 (鹿児島大学),
Naveen Dukiya, Monalisa Dubey, Kuntal Misra, and Bhavya Ailawadhi(ARISE)

太陽よりもはるかに重い星は、その一生の最後に「超新星」と呼ばれる大爆発を起こします。超新星爆発では、星の内部で作られたさまざまな元素が宇宙空間へ放出され、その後の星や惑星を作る材料になります。さらに、爆発後の環境では、それらの元素の一部が冷えて固体の微粒子となり、「宇宙のちり（ダスト）」が形成されると考えられています。

宇宙に存在するダストは、星や惑星の材料になるだけでなく、星から放射された光を吸収し、そのエネルギーを赤外線として再放射することで、銀河の見え方や進化にも大きな影響を与えます。そのため、「宇宙のダストはどこで、どのように作られるのか」という問題は、天文学における重要な研究テーマの一つです。超新星は有力なダスト生成源の一つと考えられていますが、実際に爆発後のどの時期に、どこで、どれほどのダストが形成されるのかについては、まだ十分には分かっていません。

私たちは今回、2024 年に発見された超新星「SN 2024dy」を、爆発から約 500 日間にわたって詳しく観測しました。この研究で特に重要な役割を果たしたのが、鹿児島大学の 1m 望遠鏡に搭載された近赤外線観測装置「kSIRIUS」です (センターニュース No.4 参照)。kSIRIUS を用いることで、人間の目では見ることのできない近赤外線の波長域で SN 2024dy を長期間継続して観測し、超新星の明るさが時間とともにどのように変化していくのかを追跡することができました。

SN 2024dy は「IIn 型超新星」と呼ばれる種類の超新星です。通常の超新星では、爆発によって放出された物質が時間とともに膨張し、徐々に暗くなっていきます。一方、IIn 型超新星では、爆発によって高速で飛び出した物質が、爆発前に星自身が周囲へ放出していた大量のガスと衝突します。この衝突によって運動エネルギーが光へと変換されるため、長期間にわたって明るく輝き続けることがあります。

SN 2024dy も非常に長く明るさを保った超新星でした。鹿児島大学 1m 望遠鏡 /kSIRIUS による近赤外線観測を継続した結果、爆発から約 300 日が経過したころから、可視光では急速に暗くなる一方で、近赤外線では強い放射が残り続けるという特徴が明らかになりました。爆発後期になるほど、超新星から放射されるエネルギーのうち近赤外線が占め

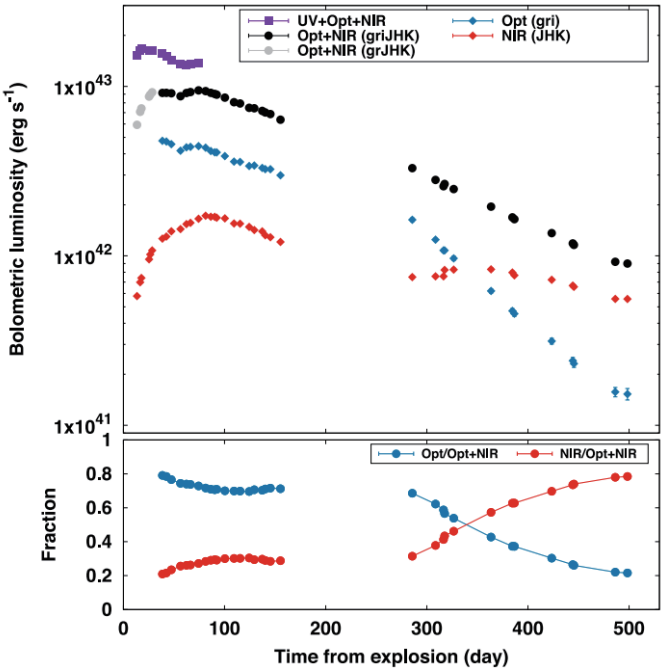


図 1：SN 2024dy の明るさの時間変化。爆発後期には近赤外線の割合が増加し、高温のダストからの放射が示唆された。

る割合が大きくなっていったのです（図 1）。

このような近赤外線の強い放射は、高温に熱せられたダストが存在するときに見られる代表的な特徴です。そこで、観測された光の波長ごとの分布をモデル計算と比較したところ、約 1300 ～ 1800 K という高温の炭素質ダストからの熱放射を加えることで、観測結果をよく説明できることが分かりました。また、推定されるダストの量は時間とともに増加する傾向を示しており、超新星爆発後に新しいダストが形成されている可能性を示しています。

さらに、可視光のスペクトルにもダスト形成を示唆する特徴が現れていました。SN 2024dy では、水素から放射される「Hα」と呼ばれる強い輝線が観測されています。爆発後期の Hα を詳しく調べると、私たちから遠ざかる方向に運動している物質からの光が、近づいてくる側の光に比べて弱くなっていることが分かりました。

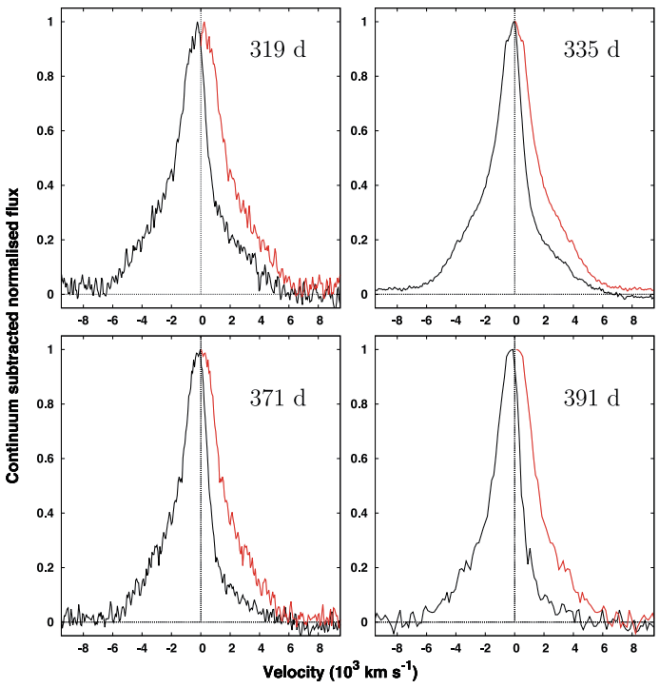


図 2：Hα 輝線の時間変化。赤線は青側の形状を反転して示したもの。爆発後期には赤側の光が弱くなり、新たに形成されたダストによる吸収が示唆された。

超新星の内部が透明で、光を遮るものがなければ、手前側と奥側からの光はおおむね対称に観測されると考えられます。ところが、超新星の内部、あるいは爆発物質と周囲のガスが衝突している領域でダストが新たに形成されると、奥側から私たちに向かって進んでくる光の一部が途中でダストに吸収されます。その結果、遠ざかる側からの光だけが弱く見えるようになります（図 2）。SN 2024dy で見つかった Hα の変化は、このようなダスト形成の描像とよく一致していました。

この研究では、鹿児島大学 1m 望遠鏡 /kSIRIUS と広島大学かなた望遠鏡 /HONIR の共同観測による、長期間の近赤外線観測によって、高温ダストの存在を示す近赤外線放射の変化を捉えることができました。さらに、可視光スペクトルに現れた光の遮蔽の兆候と組み合わせることで、SN 2024dy では爆発後数百日の間に新たなダストが形成された可能性が高いと結論づけました。

超新星におけるダスト形成は、爆発直後だけを観測していては捉えることができません。今回の研究では、鹿児島大学の観測設備を活用して約 500 日間にわたる近赤外線観測を継続したことで、超新星が時間とともに変化し、その内部で新しい物質が形成されていく過程を捉えることができました。今後もこのような長期観測を積み重ねることで、超新星が宇宙のダストをどれほど生み出しているのか、そして星の死が次の世代の星や惑星の材料へとどのようにつながっていくのかを明らかにしていきたいと考えています。

形成中の系外惑星 PDS70c の周惑星円盤は、衛星の材料となるダストリングを持つ

芝池 諭人 (鹿児島大学)

私たちの住む地球、そして太陽系に存在する多様な惑星たち。これらがどのようにして作られたのか明らかにすることは、天文学・惑星科学の大きな目標の一つです。この「惑星形成論」は、約 30 年前に初めて発見されて以来 6000 個も見つかっている、太陽以外の恒星を周回する惑星「系外惑星」の観測により、大きく進展しました。しかし、発見された系外惑星のほとんどは、太陽系の惑星と同じくすでに出来上がった惑星であり、惑星形成過程そのものを観測することは、つい最近までできていませんでした。

若い T タウリ型星 (つまり形成途中の恒星)PDS70 は、二つの惑星、PDS70b と PDS70c を持ちます。この二つの惑星は、いずれも、これまでに 10 例ほどしか発見されていない形成途中の系外惑星です。この二つの惑星は、太陽系の木星や土星と同じように、固体でできたコアの周囲に多量の大気を纏った「ガス惑星」であると考えられ、今まさにこのガスを周囲の「原始惑星系円盤」から集積している途中です。特に惑星 PDS70c は、サブミリ・ミリ波 (つまり電波) でも検出された、唯一の系外惑星です。この電波は、ガス集積中の惑星周囲にできる小さなガス円盤「周惑星円盤」に含まれるダスト (塵) から発せられていると考えています。

近年、南米チリのアタカマ砂漠にあるアルマ電波望遠鏡によって、この PDS70c が複数の波長で検出されました。その結果、周惑星円盤がサブミリ・ミリ波帯で光学的に厚いことがわかりました (図 1)。光学的に厚いとは、簡単に言えば、周惑星円盤内に反対側が見通せないほど多量のダストが存在することを意味します。これは、驚くべき観測結果です。なぜなら、周惑星円盤内のダストは、円盤のガス抵抗を受けて角運動量を失い、惑星に向かって螺旋状に落下 (ドリフトと呼ばれる)、結果として周惑星円盤は光学的に薄くなる、と予測されていたからです。

本研究では、周惑星円盤内に光学的に厚いダストリングの存在を仮定することで、この謎を解くことに成功しました。図 2 は、アルマ望遠鏡による PDS70 系の実際の観測画像に、私たちの理論モデルによる惑星 PDS70c 周囲のダストリングの予想図を組み込んだものです。PDS70 系は、原始惑星系円盤に綺麗なダストリングを保持しています。もし私たちの予想が正しければ、そのダストリングの中に位置する惑星

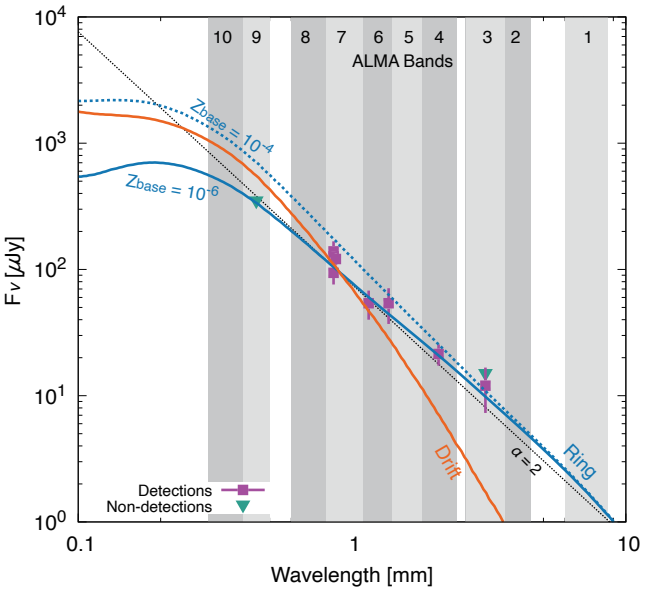


図 1：理論モデルによる PDS70c のアルマ望遠鏡多波長観測の再現。紫の四角は、アルマ望遠鏡で検出された各波長での PDS70c からのフラックス密度を示す。緑の逆三角は、非検出の観測のノイズ (3 σ) を示す。バンド 7 から 3 の幅広い波長で、検出されたフラックス密度がスペクトル指数 (傾きの逆数) α =2 に沿っており、光学的に厚いことを示唆している。橙と青の曲線は、典型的なパラメーターにおける、従来のドリフトモデルと新しいリングモデルによる予測。ドリフトモデルでは α =2 の観測は再現できないが、リングモデルでは再現可能とわかる。Zbase はリングでない部分のダスト / ガス面密度比で、リングのピーク面密度比 Zpeak は 1 で固定している。したがって、Zbase が小さいほど、リング内外の面密度比の差が大きい明瞭なリング構造を意味する。Shibaike et al. (2026) より。

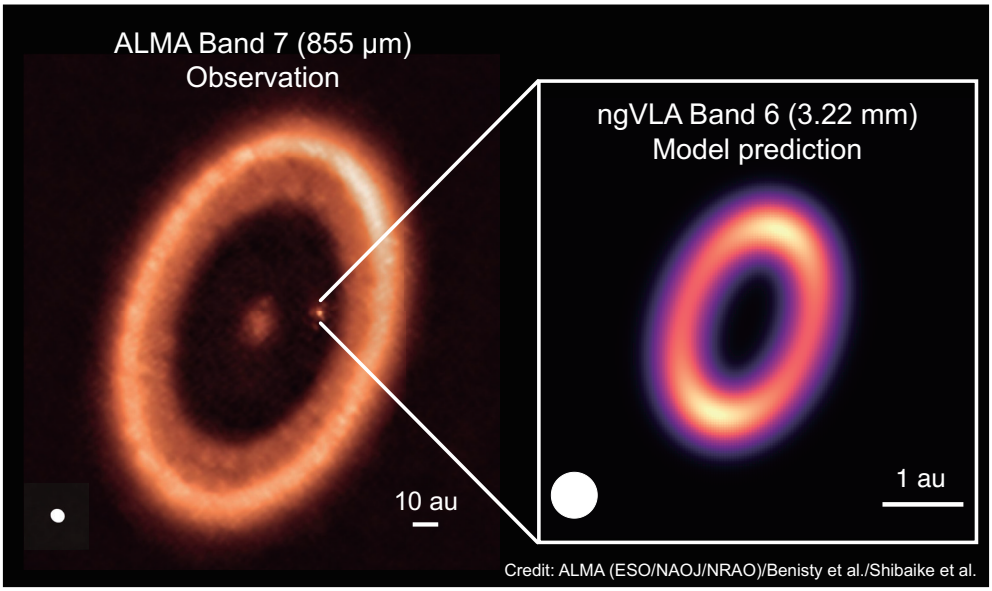


図 2：左) アルマ望遠鏡による PDS70 系の連続波観測。観測波長はアルマのバンド 7(855 μ m)、空間解像度は約 20 ミリ秒角 (左下の白色楕円がビームサイズ) である。明るい大きな「外側リング」と微かな「内側円盤」が映っており、その間のギャップに PDS70c の光点が見えている。この光点は周惑星円盤のダストの熱放射と考えられるが、ビームサイズが周惑星円盤より大きいため、周惑星円盤の解像はできていない。詳細は、Benisty et al. (2021) を参照。右) 私たちのダストリングモデルが予測する PDS70c の周惑星円盤のダスト熱放射強度マップ。2040 年代に本格運用開始予定の ngVLA 望遠鏡で観測した場合を想定してスムージングした。観測波長はバンド 6(3.22 mm)、空間解像度は 5 ミリ秒角を想定した。私たちの予想するダストリングは、ngVLA 望遠鏡によって明瞭に観測できると期待される。

PDS70c も、(はるかに小さな) ダストリングを持つことになります。

私たちはまず、ダストリングの簡単なモデルを作成し、従来の「ドリフトモデル」と共に、典型的なパラメーターでの、周惑星円盤全体からのフラックス密度の波長依存性を調べました (図 1)。すると、やはりドリフトモデルではアルマ望遠鏡の多波長観測は再現できませんが、ダストリングモデルでは再現可能とわかりました。

次に、実際には PDS70c の多くの物理量が不明であるため、各種パラメーターに幅広い値を与えて計算し、観測と比較しました (図 3)。結果、ドリフトモデルでは、周惑星円盤が光学的に厚くなる条件が非常に厳しいことを示しました。すなわち、ダストがどんどん惑星に落下してしまう状況で円盤を光学的に厚くするには、大量のダストを周惑星円盤に供給し続ける必要があるのです (図 3)。一方で、リングモデルでは、円盤全体にダストが充満するのでなく、円盤の一部にリング状にダストが集中し、その部分のみ光学的に厚くなれば良いため、円盤へのダスト供給量が少なくて済みます。そして、アルマ望遠鏡では周惑星円盤を空間解像できないため、ダストリングからの放射が十分に強ければ、円盤全体が光学的に厚いように「見える」のです。結果、ドリフトモデルよりも容易に達成可能な条件で、観測結果を再現できることを示しました (図 3)。

では、このようなダストリングは、実際に存在しうるのでしょうか?実は、「衛星形成論」の文脈では、このダストリングはすでに予測されていました。木星や土星の周囲には、氷と岩石でできた巨大衛星が存在します。これらの衛星は、惑星が原始惑星系円盤の中でできるように、周惑星円盤内でダストが集まってできたとされています。しかし、惑星へのダスト落下は、この巨大衛星の形成過程でも障害となります。そのため、研究者たちは、惑星に集積されるガスの流れを詳細に数値シミュレーションし、惑星から外に向かって流れるガス流や、周惑星円盤にできる溝 (ギャッ

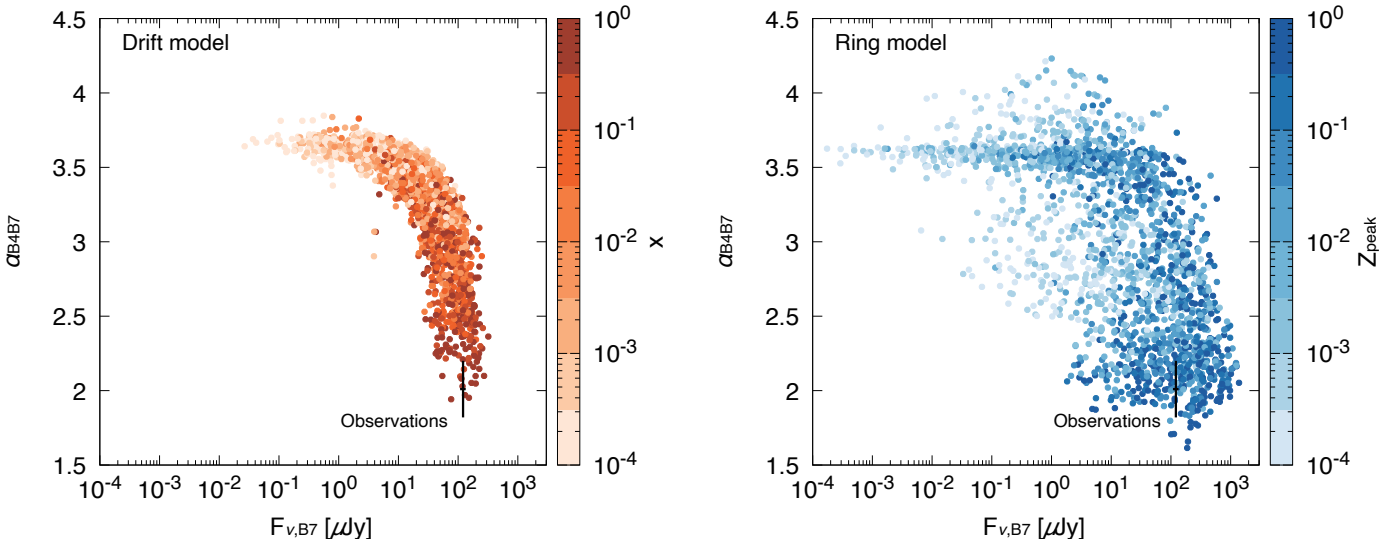


図 3：パラメーターを幅広い値で変動させた場合の、ドリフト・リングモデルでの PDS70c 観測の再現。横軸はアルマバンド 7 のフラックス密度、縦軸はアルマバンド 4,7 間でのスペクトル指数を表す。各点がモデル予測値、黒十字がアルマ望遠鏡による観測値を示す。左) ドリフトモデルによる観測値の再現。周惑星円盤に流入するダストガス質量フラックス比 x が 0.1 以上という、極端な状況を仮定しないと、観測値が再現できない。右) リングモデルによる観測値の再現。多くの場合で観測値が再現され、ダストリングのダスト / ガス面密度比 Zpeak が 0.003 以上であれば、観測再現の可能性がある。Shibaike et al. (2026) より。

プ) が、ダスト落下を妨げ、結果としてダストリングが形成されると予測していたのです。逆に言えば、今回 PDS70c の観測から示唆されたダストリングの存在は、これまでのガス集積過程の数値シミュレーション結果を支持します。さらに本研究では、観測を再現するようなダストリングは、その後の衛星形成に繋がるほど十分に、ダストを集めている可能性を示しました。

以上のように、本研究は、周惑星円盤内にダストリングが存在することを仮定することで、アルマ望遠鏡による PDS70c の多波長観測の結果を再現することに成功しました。これは、惑星形成論において重要な惑星の「ガス集積」過程に制約を与えるだけでなく、その後の周惑星円盤内での衛星形成の可能性も示唆する、とても重要な研究成果です。

この文章は、2026 年 9 月の鹿児島大学によるプレスリリースを改変したものです。研究の詳細は、論文 Y. Shibaike et al., 2026, ApJL, 1006, L26 をご覧ください。

「棒渦巻銀河」としての天の川銀河のガスの真の分布を描き出す

馬場 淳一 (鹿児島大学 / 国立天文台)

なぜ天の川銀河の「全体マップ」を描くのは難しいのか？

私たちが住む天の川銀河を上空から見下ろしたような全体マップ（俯瞰図）を描くことは、天文学における長年の大きな挑戦です。私たちは天の川銀河の内部（ディスク面）に位置しているため、夜空に広がるガス雲までの距離を直接測ることが困難だからです。

これまでの研究では、ガス雲の視線速度を測定し、「ガスは軸対称な円運動をしている」と仮定して距離を計算する「運動学的距離（Kinematic Distance; KD）法」が広く使われてきました。

しかし、天の川銀河の中心部には巨大な「棒状の星の集まり（バー構造）」が存在します。バーの強い重力を受けると、ガスは円運動から大きく外れ、複雑に引き流される動き（ストリーミング運動）を始めます。そのため、従来の方法で距離を計算すると、実際のガスの形とはかけ離れた「偽の構造」がマップに写り込んでしまう問題がありました。

近年の位置天文観測衛星 Gaia をはじめとする星の観測プロジェクトの進展により、このバー構造が作る詳細な重力場が高精度に解明されてきました。今回私たちは、観測で正確に制限された重力場のもとで高精度な流体シミュレーションを行い、最新の観測データと組み合わせることで、従来手法で生じる系統誤差のメカニズムを解明するとともに、バーによる動きを考慮に入れた画期的な新解析手法「BIKD 法」を開発・実証しました。

従来の方法で描かれたマップの「ゆがみ」と「錯覚」(Baba 2026a)

まず、星の観測から得られたバー重力場を精密に再現したコンピューターシミュレーションを行い、「円運動」を仮定した従来の方法がどれくらい実物とズレてしまうかを詳しく検証しました。

解析の結果（図 1）、円運動を仮定して距離を計算すると、観測者（太陽系）からの視線方向に沿って伸びた不自然なスカスカの穴や、実際には存在しないアーチ状の偽のガスの壁が人工的に作り出され

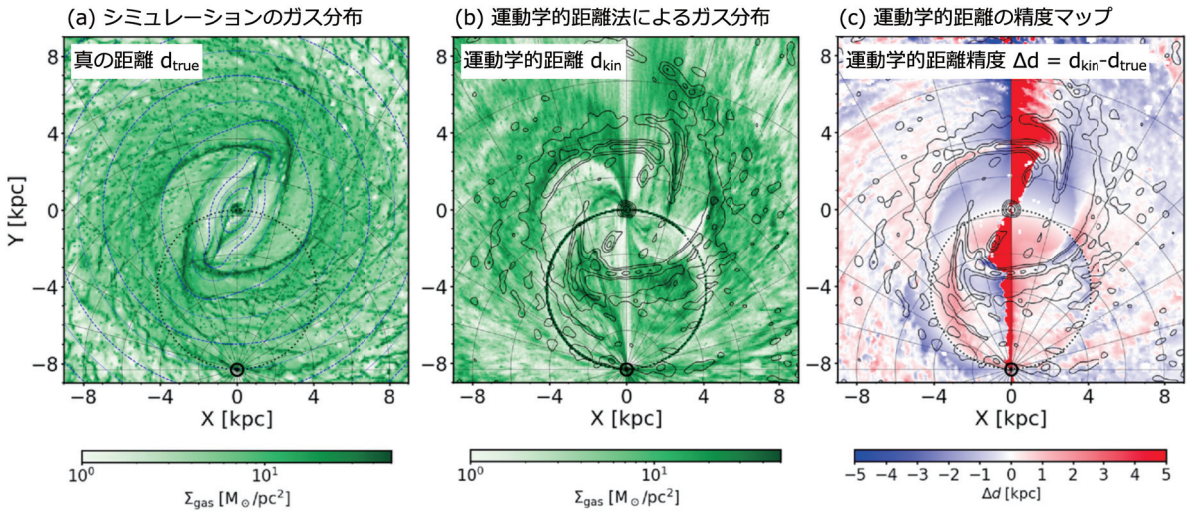


図 1：流体シミュレーションを用いた標準的な運動学的距離法の系統誤差の評価 (Baba 2026a)。◉は観測者（太陽系）の位置を示す。(左) シミュレーション中の真のガスの空間分布、(中央) シミュレーションのガスの視線速度を用いて運動学的距離を適用して得たガスの空間分布、(右) 真の距離と運動学的距離の差の分布。バー領域では円運動仮定が成り立たず、運動学的距離に大きな誤差が生じる。

てしまうことが判明しました。さらに、この動径方向の不正確な距離割り当てによって、銀河中心付近における全体的なガス密度の落ち込みや構造が正しく捉えられず、実物とは異なる平坦なプロファイルに変換されてしまうことも確かめられました。

これらの検証は、これまで従来法で描かれてきた天の川銀河中心部のマップには大きなゆがみが含まれていたことを明確に示しています。

バーの動きを取り入れた新手法「BIKD法」の開発と実証 (Baba 2026b)

このゆがみを克服するため、観測から得られたリアルなバー重力場の中でガスがどう流れるかを計算した運動場を距離計算の基準に使う、新しい解析手法「バー情報を考慮した運動学的距離法（Bar-Informed Kinematic-Distance; BIKD 法）」を開発しました。

BIKD 法では、複雑な運動領域で生じる距離のあいまいさ（手前か奥か）を確率として扱い、特定の一点に決めつけるのではなく、確率の高さに応じてガスを滑らかに配置する工夫を取り入れています。さらに、バーの回るスピードや角度などのわずかな違いを考慮するため、150 通りの計算パターンを重ね合わせて平均化することで、特定の計算条件に左右されない「確かな構造」だけを抽出することに成功しました。

この BIKD 法を全天の CO 分子ガス観測データ (Dame et al. 2001) に適用したところ、従来の運動学的距離法マップで見られた不自然な引き伸ばし構造は見事に消去されました。復元されたマップには、星のバー構造に沿って斜めに伸びるガスの分布や、左右非対称な美しい渦巻き構造が鮮明に描き出されています（図 2）。また、最も中心の領域（Central Molecular Zone; CMZ）に非常に濃いガスが集中している様子も含め、中心部のガス密度構造を正確に捉え直すことができました。

まとめと今後の展望

今回の研究によって、天の川銀河の中心部を描くには「観測で明らかになったバーの重力場のもとでガスがどう動かされているか」を正しく考慮することが不可欠であることが実証されました。BIKD 法によって完成した新しい分子ガス成分のマップは、Gaia 衛星等の観測によって得られた「星の 3 次元分布データ」と直接比較・融合できる高品質なベースマップとなると期待します。

掲載誌情報

Baba, J. (2026a), "Kinematic-distance biases in the inner Milky Way from a stellar dynamically constrained bar", Publications of the Astronomical Society of Japan, 78(3), psag021.

Baba, J. (2026b), "Bar-informed kinematic-distance mapping of molecular gas in the inner Milky Way", Publications of the Astronomical Society of Japan, 78(3), 1093–1106.

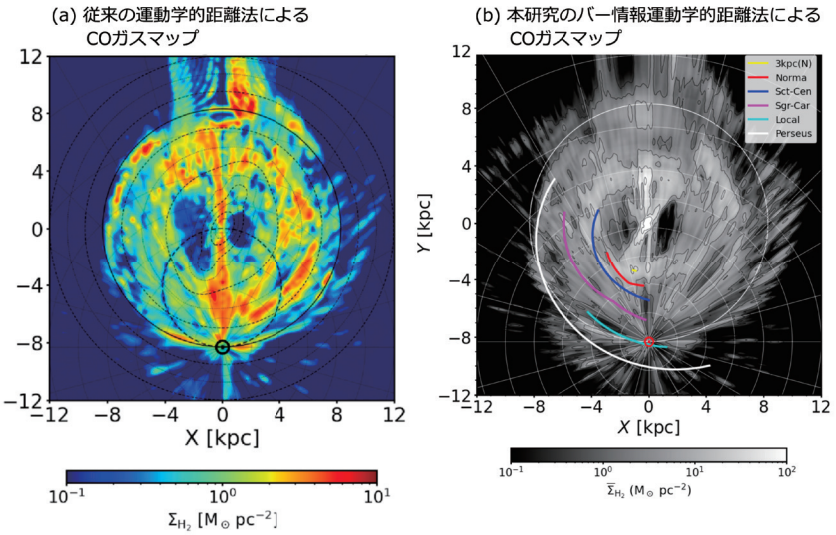


図 2：CO(0-1) 輝線の観測データ (Dame et al. 2001) に標準的な運動学的距離を適用して得たマップ (左) と、Baba (2026b) で開発したバー情報を考慮した運動学的距離 (BIKD 法) を適用して得たマップ (右)。右の BIKD 法マップではバー領域のガスの自然な分布が得られている。また、大質量星形成領域メーザーの VLBI 観測で得られた渦状腕位置 (Reid et al. 2019) も実線で示してある。

銀河中心へ“飛び込む”ガス
—「跳躍機構」の発見—

小林 孝太朗 (鹿児島大学 修士課程),
油谷 直道 , 齋藤 貴之 (神戸大学),
馬場 淳一 (国立天文台 / 鹿児島大学),
和田 桂一 (鹿児島大学)

超巨大ブラックホールはどうやって成長する？

多くの大質量銀河の中心には、超巨大ブラックホールが存在します。しかし、その形成・成長の仕組みは、天文学における大きな謎の一つです。

ブラックホールは周囲のガスを取り込むことで成長します。しかし、ブラックホールの成長に必要なガスが、銀河のどこから、どのように銀河中心まで運ばれてくるのかは、いまだ十分に解明されていません。

棒状構造によるガス輸送と核リング

ガスを銀河中心へ運ぶメカニズムの一つとして、銀河の棒状構造「バー」による角運動量の輸送が知られています。円盤銀河内のガスは回転しているため、角運動量を持っており、そのままでは銀河中心へ落ち込むことができません。バーはガスの角運動量を外側へ輸送することで、ガスを銀河中心へ運ぶ役割を果たします。

しかし、バーによって運ばれるガスは、銀河中心まで到達するとは限りません。ガスはある半径でせき止められ、リング状の構造をつくります。この構造は「核リング」と呼ばれます。核リングはガスの流れをせき止める障壁のようなものであり、それより内側へのガス輸送を妨げることが知られています。核リングより内側へのガス輸送機構は、現在でもよく分かっていない問題の一つです。

核リングを「跳び越える」ガス

この問題を解明するため、我々は「SPH 法」と呼ばれる手法を用いて、棒状銀河のガスの運動をシミュレーションしました。SPH 法は、ガスを多数の粒子の集まりとして表現し、それぞれの粒子の運動を計算することで、ガスの流れを数値的に再現する手法です。SPH 法では、ガスを構成する個々の粒子の軌道を追跡できるため、銀河中心へ流れ込むガスが「どこから来て、どのような経路をたどるのか」を詳しく調べることができます。

解析の結果、銀河中心へ到達するガスは、核リングの外側で銀河面から上方へと打ち上げられ、核リングを立体的に乗り越えるようにして、その内側へ流れ込むことを発見しました (図 1)。バーによって流入するガスの大半は核リングにとどまりますが、

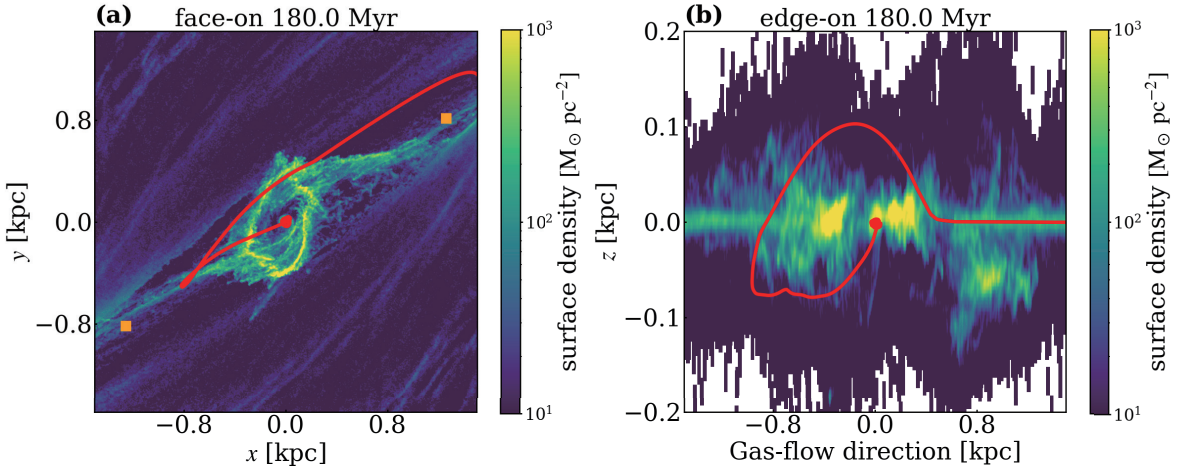


図 1：ガスの面密度マップの上に中心へ到達したガスの軌道を赤線で示したもの。左図は銀河を真上から見たもの、右図は銀河を真横から見たものである。

一部のガスは核リングを 3 次元的に避けて、その内側へ到達するのです。我々は、この新たに発見された 3 次元的なガス流入機構を「跳躍機構 (vaulting mechanism)」と名付けました。

なぜガスは銀河面から打ち上げられるのか？

さらに、ガスを銀河面から打ち上げる物理的な仕組みも明らかにしました。バーは、銀河面内のガスに衝撃波を引き起こすことが知られています。衝撃波では、ガスの運動エネルギーの一部が熱エネルギーへと変換されます。このようなエネルギーの散逸によってガスは角運動量を失い、銀河中心へ流れ込みます。3 次元計算では、この衝撃波面がガスの流れる方向に対して斜めに傾きます。ガスが斜めに傾いた衝撃波面を通過すると、運動方向が変化し、銀河面に垂直な速度成分を持ちます。つまり、斜めに傾いた衝撃波が、ガスを銀河面から上方へと持ち上げるのです (図 2)。衝撃波によって、角運動量を失い、さらに鉛直運動を得た一部のガスだけが核リングのバリアを超えて銀河中心へ到達できるのです。

観測への示唆と今後の展望

近年、ALMA などの高性能な望遠鏡によって、銀河中心の数十光年ほどの領域にあるガスの詳しい構造が観測されています。その結果、銀河中心のガス円盤（CND）は、しばしば母銀河の円盤とは異なる向きを持つことが分かってきました。

銀河面に沿った 2 次元的なガス流だけでは、このような多様な向きを持つ CND を説明することは困難です。我々の「跳躍機構」では、ガスは銀河面から打ち上げられ、銀河の回転軸に近い方向から銀河中心へ到達します（図 1)。そのため、母銀河とは異なる向きをもつ CND の形成機構を説明する可能性があります。跳躍機構は、銀河中心へのガス輸送だけでなく、銀河中心のガス構造を理解する上でも重要な手がかりになる可能性があります。

掲載誌情報

【発表雑誌】The Astrophysical Journal Letters

【論文名】Vaulting the Barrier: An Intrinsic Mechanism to Fuel the Gas beyond the Nuclear Ring into the Central Region of Barred Galaxies

【著者】Kotaro Kobayashi, Naomichi Yutani, Takayuki R. Saitoh, Junichi Baba, Keiichi Wada

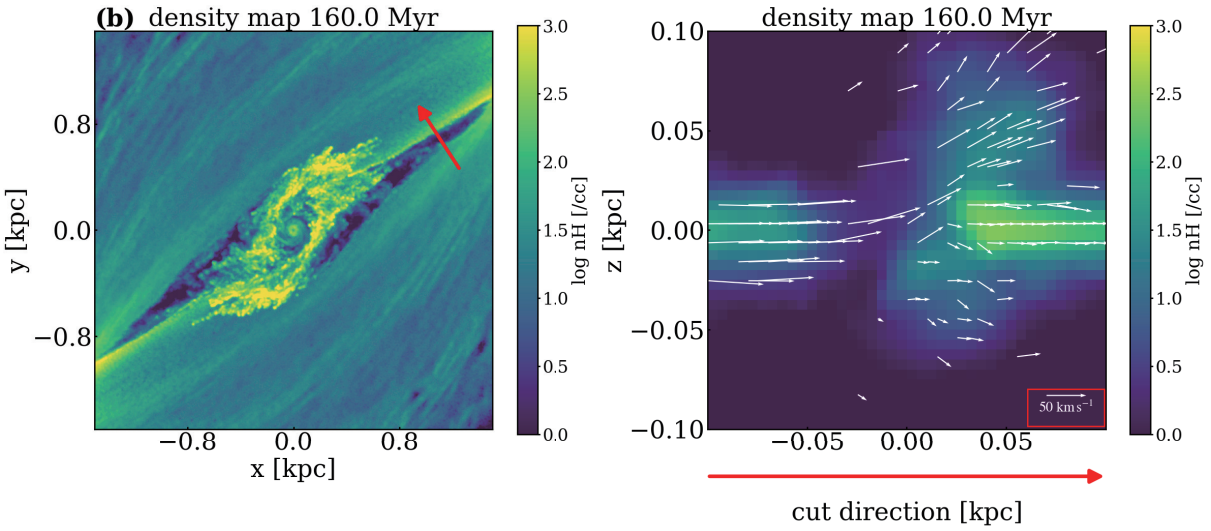


図 2：左図はガスの密度マップであり、右図は左図の赤矢印で切り取った断面を表す。右図中の白矢印はガスの速度ベクトルを表しており、衝撃波後面でガスが銀河面から持ち上がることが分かる。

分子雲は"つぶつぶ"の集まりか：VLBIで星間分子の吸収線を捉える

中島 圭佑 (鹿児島大学 博士課程 / 国立天文台),
今井 裕 (鹿児島大学),
Youngjoo Yun (Korea Astronomy and Space Science Institute)

星間空間は、希薄なガスと塵で満たされています。その中で主に水素分子ガスで構成される「分子雲」は、星が生まれる現場です。一つの分子雲の大きさは典型的に 1-10 pc (約 100 万 au) にもなります。ところがこの巨大な雲が、なめらかで一様なガスの塊なのか、それとも数 au から数千 au しかない小さな構造が無数に集まったものなのかは、いまだによく分かっていません。

原子ガスと電離ガスでは、こうした微小構造の存在がすでに広く知られています。ところが分子ガスでは、同様の構造 (Tiny-scale molecular structures, TSMS) の直接的な証拠は数例に留まっています。2025 年には、高感度の赤外線宇宙望遠鏡 JWST (James Webb Space Telescope) が、おうし座分子雲の縁で 140-350au の構造を直接撮像しました。ただしそれは、乱流や衝撃波によって局所的に熱せられ、赤外線で輝いている構造です。冷たく、分子がほとんど電波を放射しないようなガスの中にも同じ構造があるのかは、未解明のままです。私たちはこの問いに、「吸収線」と「超長基線電波干渉計 (Very long baseline interferometry, VLBI)」の組み合わせで挑んでいます。

遠方天体の電波が映すガスの影

吸収線観測は、遠方の明るい天体を光源にして、その手前にあるガスの影を見る手法です。今回の光源は、数億光年以上遠くにある銀河の明るい電波源、いわゆるクエーサーです。その電波が天の川の分子ガスを通り抜けるとき、HCO^+(ホルミルイオン) や HCN(シアン化水素) といった分子が特定の周波数だけを吸収し、スペクトルにくぼみが刻まれます。希薄なガスは密度が低く、HCO^+ や HCN のような分子は電波を放射するほどのエネルギーを持ちません。こうした分子にとって、吸収線は最適な観測手段です。

もう一方の主役である VLBI は、遠く離れた複数の電波望遠鏡で同じ天体を同時に観測し、あとからそのデータを合成する手法です。望遠鏡どうしの間隔があたかも一つの巨大な望遠鏡の口径として働くため、桁違いの視力 (角度分解能) が得られます。今回用いた韓国 VLBI 観測網 (KVN) は韓国国内の 3 局からなり、89GHz 帯で約 2 ミリ秒角の分解能を実現しました。これは、鹿児島大学から東京に置いた 1 円玉を見分けられるほどの視力です。

吸収線観測で TSMS を探る二つの道

一つ目の方法は、同じ方向 (視線) を複数回観測し、吸収線スペクトルの形状が時間とともに変わるかを見る方法です (図 1)。もし手前のガスの中に TSMS があれば、それが私たちと背景天体を結ぶ細い視線を横切るときに、吸収の深さが変化するはずです。逆にいえば、変化を捉えられれば TSMS の存在を示せることになります。ただし変化が見えたとしても、それが真の密度構造の塊によるものか、他の要因 (例えば化学組成のむらなど) によるものかを切

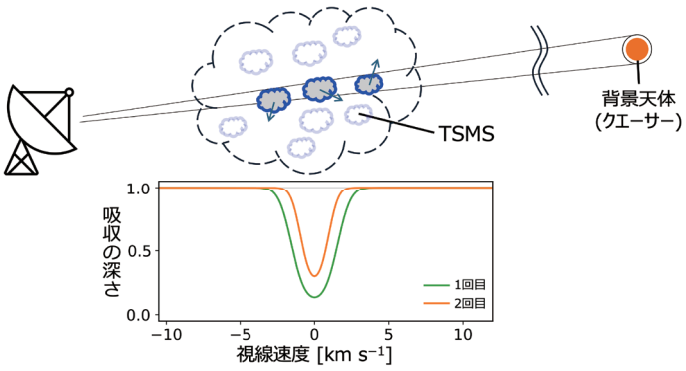


図 1：吸収線の時間変動から TSMS を探る仕組み (一つ目の方法)。背景天体の電波が手前の分子雲を通り抜け、望遠鏡に届く。雲の中の TSMS が視線を横切ると吸収が深くなる。下は 2 回の観測の模式図で、吸収がないとき縦軸は 1.0。

り分けるのは容易ではありません。

二つ目は、背景天体そのものを空間的に分解する方法です。クエーサーの電波像はジェットなどによってミリ秒角の広がりを持っており、これを分解できれば、その広がりの上で吸収の強さがどう変わるかを一度に測れます。より直接的に TSMS を識別できるのはこちらであり、ミリ秒角の視力を達成できる装置は VLBI だけです。

問題は、VLBI で希薄な分子ガスの吸収線を測った実績が、ほとんどなかったことです。過去の検出例は、2 視線での HCO^+ 吸収線だけでした。別の分子や視線でも同じように測れるのか。ガスの性質を語れるだけの測定精度が出るのか。ここを固めないことには、次の段階へは進めません。今回の観測は、そのために行いました。

4 視線すべてで HCO^+、3 視線で HCN を検出

2023 年 11 月、KVN の 3 局 (ヨンセイ、タムナ、ウルサン) を用いて、4 つの背景天体 (NRAO 150、3C 111、BL Lac、3C 454.3) の方向を各 10 時間ほど観測しました。狙ったのは 89GHz 帯での吸収線が期待される HCO^+ と HCN(いずれも J=1 → 0 遷移) です。

結果、HCO^+ の吸収線は 4 視線すべてで、HCN の吸収線は 3 視線で検出されました。VLBI を用いた天の川銀河の HCO^+ 吸収線の検出例を 2 から 4 視線に倍増させ、HCN 吸収線を初めて捉えました (図 2)。

さらに、検出した吸収線から 2 種類の分子の柱密度 (視線上の分子の総量) を求め、過去に 43 視線で測られた値と比べました。両者の関係を対数空間で直線に当てはめると、傾きは 1.272(誤差は +0.041、-0.050) となり、先行研究が報告してきた値とおおむね整合しました。VLBI で測っても、2 種類の分子は、既知の関係をそのまま再現したことから、スペクトルの吸収が VLBI で観測することによる偽の構造ではないこと。そして単に検出できるだけでなく、ガスの性質を論じられる精度に達していることを裏づけています。

次は「1 年後の姿」との比較へ

私たちはすでに、吸収線の形をより細かく捉えられる高い視線速度分解能の設定で、1 年の間隔をあけた追観測を実施しています (図 1)。この比較結果は次の論文で報告する予定です。そして 2026 年 9 月には、北半球で 89GHz 帯を観測できる電波望遠鏡を総動員した、グローバルミリ波 VLBI 観測網 (GMVA) による地球規模の観測が控えています。背景天体を分解し、吸収の強さの分布を描く、二つ目の道への挑戦です。希薄な分子ガスが一様なのか " つぶつぶ " なのか、その答えに一歩ずつ近づいていきます。

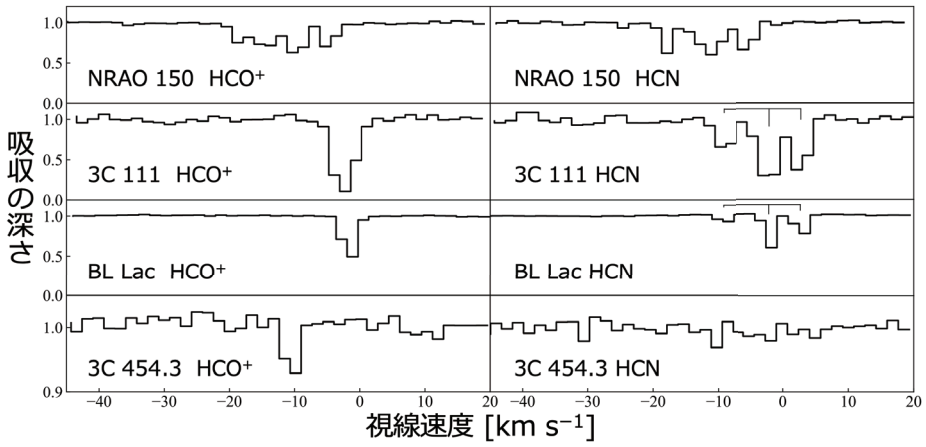


図 2：4 つの背景天体で得られた吸収線スペクトル。縦軸は 1.0 が吸収なし、下への落ち込みが吸収を表す。HCN は超微細構造遷移により 3 本組で現れる (右列上部の横棒)。最下段は吸収が浅いため縦軸を拡大。