

EUREKA	輝線で観る銀河進化最盛期の銀河周辺物質	日下部晴香	372
	電子捕獲型超新星の光度曲線と判別手法	佐藤大仁	387
	多波長観測で探る急成長中の超巨大ブラックホール	小淵紗希子	394
雑報	日本天文学会早川幸男基金による渡航報告書 <i>Final Adjustments of the Solar Flare Sounding Rocket Experiment FOXSI-5 at White Sands Missile Range</i>	吉田有佑	401
	日本天文学会早川幸男基金による渡航報告書 <i>Peering through an Opaque ISM/Visit to the University of Milano-Bicocca</i>	伊藤茉那	403
	日本天文学会早川幸男基金による渡航報告書 <i>Exploring the Sun at High-Resolution: Present Perspectives and Future Horizons</i>	大場崇義	405
書評	光学機械設計ハンドブック オプトメカニカルデザインの 実用的手法	山 響	407
月報だより・寄贈図書リスト			408

#### 【表紙画像説明】

銀河の中心に存在する超巨大ブラックホールの想像図。ブラックホールは周囲の物質を引き寄せて成長し、ガスが円盤状に回り込む構造（降着円盤）や、その内側に広がる高温ガス領域、さらに一部の物質が高速で噴き出す「ジェット」を形成する。その過程で生じる強い放射は、可視光や紫外線、X線、電波など、さまざまな種類の電磁波として観測される。

#### 【今月の表紙デザイン】

梅雨をイメージした傘と、今年6月の天体イベント「金星と木星の接近」をモチーフに描きました。金星も木星も太陽の周りを一定周期で公転しているため、地球から定期的に見える現象です。傘の左側にぶら下がる形で木星と金星を描きました。金星（右側）の方が地球に近いので、少し大きく見えるそうです。

# 輝線で観る銀河進化最盛期の銀河周辺物質

日下部 晴香

〈東京大学大学院総合文化研究科広域科学専攻広域システム科学系

〒153-8902 東京都目黒区駒場 3-8-1〉

e-mail: haruka.kusakabe.takeishi@gmail.com



銀河周辺物質は、銀河形成と進化を支えるガスの貯蔵庫として重要な役割を担っており、特に銀河進化最盛期における「冷たい相」のガスはその進化過程を理解するうえでの鍵となります。本稿では、そのトレーサーである水素および重元素の輝線の空間的な広がりであるハローに関する近年の研究を紹介します。可視面分光装置 Multi Unit Spectroscopic Explorer (MUSE, ミューズ) による深いデータから、星形成銀河が一般に Ly $\alpha$ ハローを有することが示され、輝線ハローと吸収線系という独立したトレーサー間の対応関係も明らかになりました。さらに、冷たい銀河周辺物質中の重元素分布を探る新たな観測的プローブとして、SiII\*ハローが提案されています。本稿では、これらの成果を概観し、今後の観測的展望について述べます。

## 1. はじめに

### 1.1 銀河進化と物質循環

宇宙の約140億年にわたる歴史の中で、数多くの銀河が形成し、進化してきました。銀河がどのように星を形成し、進化してきたのかという問いは、現在の天体物理学における重要な未解決問題の一つです。その理解の鍵を握るのが、宇宙の「物質循環」です。

宇宙では、初期密度揺らぎに従い重力によって物質が集まることで、暗黒物質ハローが形成されます。暗黒物質ハローの内部では、ガスが放射冷却により冷えて星形成が起こり、銀河が形成されます。形成した星の内部では核融合反応を通じて元素合成が起こり、炭素、酸素、さらには鉄に至るまでの重元素が生成されます。こうして作られた重元素を含むガスの一部は、重い星の最期に起こる超新星爆発などによって銀河の外へと吹き出します。この現象はアウトフローと呼ばれ、銀河周辺や宇宙空間を重元素で汚染する役割を果たし

ます。一方で、吹き飛ばされたガスの一部や、宇宙空間に存在する始源的なガスは、インフローとして再び銀河へと流れ込み、新たな星や惑星の材料となります。銀河の星形成がより進むと、銀河本体や銀河の外での重元素汚染がより進みます。

アウトフローは星形成の材料となるガスを加熱・放出するため、定性的には星形成を抑制すると考えられています。これに対してインフローは、宇宙の大規模構造に沿って銀河へガスを供給するため、星形成を促進するとされています。このように、銀河はアウトフローとインフローからなる物質循環を通じて、その進化が制御されています(図1参照) [1, 2]。

### 1.2 銀河周辺物質

このインフローとアウトフローによる物質循環の現場であり、星形成の材料となるガスの貯蔵庫の役割を果たすのが、銀河周辺物質 (circumgalactic medium, CGM) です。図1に示す通り、銀河周辺物質とは、銀河本体に属する星間物質よりも外側に分布し、銀河の暗黒物質ハローよりは内側に

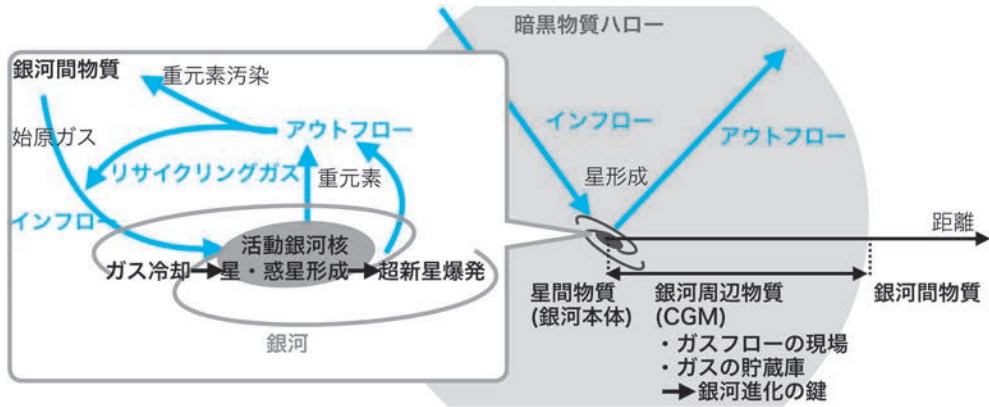


図1 銀河スケールの物質循環と銀河周辺物質の概念図. 青色の矢印はガスフローを表しています. 銀河周辺物質はインフローとアウトフローの起こる現場であり, 銀河のガスの貯蔵庫として重要な役割を果たします. 銀河周辺物質は, 銀河本体である星間物質よりも外側に分布し, 銀河の暗黒物質ハローよりは内側に存在する物質を指すことが一般的です.

存在する物質を指すことが一般的です [1]. 暗黒物質ハローの外は銀河間空間と呼ばれ, そこに存在する物質は銀河間物質と呼ばれています.

水素や重元素は星間物質のスケールから銀河間物質のスケールまで連続的に分布しているため, 銀河周辺物質の境界が, 物質の性質や銀河の性質によって明確に定まるわけではありません. しかし, 銀河本体や暗黒物質ハローのサイズを基準として銀河周辺物質のおおよそのスケールを推定することができます. その大きさは, 銀河中心から見て半径数 kpc から数百 kpc 程度であり, 赤方偏移 ( $z$ ) や銀河の質量に依存します.

銀河周辺物質では, 密度, 温度, 電離度, 運動, 金属量の異なるガス相が, 幅広い空間スケールにわたって同時に存在し, 相互に影響しあっています. 典型的な温度 ( $T$ ) と密度 ( $n$ ) は, それぞれ  $10^4$  K から  $10^7$  K,  $10^{-7} \text{ cm}^{-3}$  から  $10^{-2} \text{ cm}^{-3}$  と, 非常に広い範囲に及びます [3]. さらに, 銀河周辺物質自体のスケールは大きいにもかかわらず ( $\sim 100$  kpc 程度), 冷却, 加熱, 乱流混合など小さなスケール ( $< 1$  pc 以下を含む) の物理機構が働く非常に複雑な系であることから, 銀河周辺物質は「マルチスケール」かつ「マルチフェー

ズ」の構造だと言われています.

宇宙の歴史の中でも, 特に宇宙年齢がおよそ 20-40 億年で, 銀河の星形成活動が最も活発であった時代は, 銀河進化最盛期 ( $z=2-3$ ) と呼ばれています. この時代には, 活発な星形成に伴う激しいガスの流出と, 星形成を維持するための継続的なガス流入が生じていたと予想されます. そのため, 銀河周辺物質における水素や金属の分布を理解することは, 銀河進化を解明するうえで極めて重要です. 本稿では, 銀河周辺物質のマルチフェーズ構造の中でも, 特に星形成と関係の深い冷たいガス相 ( $T \sim 10^4 - 10^5$  K) に着目します.

### 1.3 銀河周辺物質の観測方法

次に, 銀河周辺物質を観測する二つの主要な手法を紹介します. 一つ目はクエーサー吸収線系を用いる方法で, 歴史的に最も広く用いられてきました [4]. 図2上部に示すように, クエーサーのような明るい天体を背景天体として用い, 観測者と背景天体の間に存在するガス雲によって生じる「影」, すなわち背景天体スペクトル上の吸収線を通してそのガスの性質を調べます.

水素の吸収線については, 中性ガスによる Ly $\alpha$  (1216 Å) の吸収線系をダンプト・ライマン $\alpha$ ・

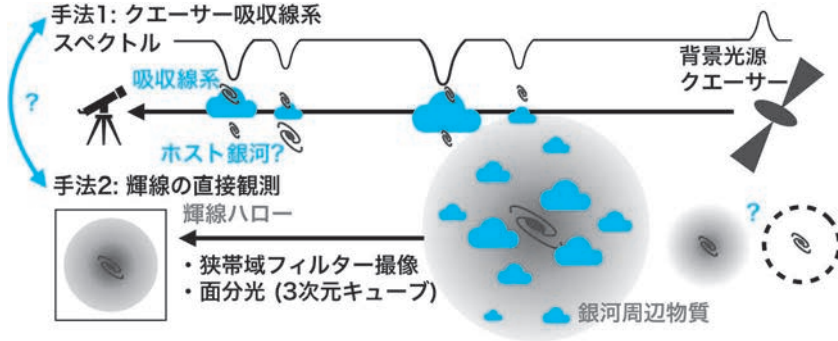


図2 銀河周辺物質の二つの観測手法. 手法1では、クエーサーを背景光源として用い、視線にある様々な赤方偏移の銀河周辺物質のガス雲を影、すなわちクエーサースペクトル上の吸収線として観測します。吸収線がどのホスト銀河に付随するどのスケールのガスなのか対応関係がわからないという課題があります。手法2では、銀河周辺物質からの輝線を直接観測します。銀河が一般にLy $\alpha$ ハローを持つのかどうかも未解明なために、Ly $\alpha$ ハローで観測するガスと吸収線系として観測されるガスの対応関係が不明でした。

システム (Damped Ly $\alpha$  systems, DLAs), 部分的に電離したガスによるものを sub-DLA, 電離ガスによるものをライマン・リミット系 (Lyman-limit systems, LLSs) と呼びます\*<sup>1</sup>. 銀河進化最盛期を含む  $2 < z < 5$  では、これらの吸収線系を背景スペクトル上の影として可視光で観測することができます。

この手法の強みは、主に二点あります。一つ目は、柱密度の低いガスに対して高い感度をもち、様々なイオンの吸収線を用いることで、幅広い電離状態や柱密度のガスを調べられる点です。二つ目は、吸収線の形状や波長のずれから、ガスの柱密度や運動の情報を得られる点です。一方、上記の DLAs や LLSs といった吸収線系は、銀河周辺物質に限らず、星間物質から銀河間物質に至るまでを連続的にトレースしています。さらに、背景光源がある視線上の情報しか得られず、直接ホスト銀河を確認することもできません。そのため、

吸収線として観測されているガスが、どの銀河に付随するどのスケールの物質なのかを同定することが難しいという課題があります\*<sup>2</sup>.

二つ目の手法は、銀河周辺物質を輝線で直接観測し、その空間的な広がりとしてのハローを調べる方法です (図2参照). しかし、ガスが大変希薄なため、輝線が暗すぎ、観測は容易ではありません\*<sup>3</sup>. そのため、狙った輝線を観測できる狭帯域フィルターによる撮像データと、多数の銀河カタログを用い、各銀河の位置で画像を切り出して足し合わせることで、実効的な積分時間を長くするスタッキング解析が広く用いられてきました。スタッキング解析では、個々の銀河の個性を直接調べることはできませんが、銀河周辺物質の典型的な性質を明らかにすることができます。近年、高感度な面分光装置が開発されたことで、輝線ハローを個別に検出できるようになり、個々の銀河

\*<sup>1</sup> DLAsの中性水素柱密度は  $\log(N_{\text{HI}}/\text{cm}^{-2}) \geq 20.3$ , sub-DLAsは  $19.0 \leq \log(N_{\text{HI}}/\text{cm}^{-2}) < 20.3$ , LLSsは  $17.2 \leq \log(N_{\text{HI}}/\text{cm}^{-2}) < 19.0$  と定義されます。

\*<sup>2</sup> ここで紹介した背景光源を用いる手法以外にも、吸収線を用いた手法として、銀河本体の連続光とその自己吸収を観測する「ダウン・ザ・パレル法」と呼ばれる方法があります。この手法では、観測対象のホスト銀河は自明である一方、視線方向の奥行き情報が得られないため、どの空間スケールのガスを見ているのかを特定することはできません。

\*<sup>3</sup>  $z \approx 2-4$  の普通の銀河の銀河周辺物質の輝線ハローの典型的な表面輝度は、 $10^{-18}-10^{-20} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$  程度、もしくはそれよりも低い場合、検出することが困難でした。

周辺における二次元の空間分布と運動の情報を同時に取得できるようになりました。これらは吸収線観測と相補的な手法であり、過去10年ほどの間に、この分野は飛躍的な発展を遂げています。今回の主題は2番目の輝線を用いた手法についての研究なので、次の節でもう少し詳しく議論します。

#### 1.4 銀河進化最盛期の冷たい銀河周辺物質観測の現状と課題：水素

現在、冷たい銀河周辺物質のトレーサーとして最も広く用いられているのは、水素のLy $\alpha$ 輝線の空間的な広がりであるLy $\alpha$ ハローです（図2参照）。Ly $\alpha$ 輝線はあとの3.3節でみるように、さまざまなメカニズムにより空間的に広がった構造として観測されます。観測的には、星形成領域の若い大質量星のトレーサーである紫外線連続光で見るより、水素ガストレーサーのLy $\alpha$ 輝線が広がって見えることとなります。Ly $\alpha$ は紫外線域の輝線であり、低赤方偏移の天体では、大気により吸収されて地上望遠鏡では観測できません。しかし、 $z \approx 2-7$ の天体では可視光域に赤方偏移するため、地上望遠鏡を用いて観測可能になります。また、宇宙に出れば、 $z \approx 0$ と $z > 7$ の銀河でも観測することができます。

銀河進化最盛期のLy $\alpha$ ハローを可視光の狭帯域フィルター画像のスタッキングで調べる際には、同じフィルターでサンプルの選択も効率よく行えることから、静止系紫外線で明るいLy $\alpha$ 輝線を用いて選択されるLy $\alpha$ 輝線銀河という特殊な銀河（Lyman  $\alpha$  emitter, LAE）が用いられてきました。または、狭い赤方偏移帯の銀河の個数密度が高いことから、原始銀河団という特殊な環境下の銀河が対象とされてきました。これらの研究から、Ly $\alpha$ 輝線銀河や原始銀河団領域の銀河は、典型的にはLy $\alpha$ ハローを持つことが示されてきました [5, 6].

また、Ly $\alpha$ 輝線銀河におけるLy $\alpha$ ハローの典型的な大きさは、 $2 < z < 6$ で赤方偏移によらず大きく変化しないことも明らかになりました [7]. このように、スタッキングの手法によりこの分野の研究の大きな進展はあったものの、個々の銀河ごとの個別のハローを観測できず、サンプルが特殊な銀河に偏りがちだという問題がありました。

この状況を大きく前進させたのが、欧州南天天文台の超大型望遠鏡に搭載された可視光の面分光装置 Multi Unit Spectroscopic Explorer (MUSE, ミューズ) です\*4. MUSEにより、多数の銀河についてLy $\alpha$ ハローを個別に検出することが可能になりました。実際、 $z \approx 3-7$ のLy $\alpha$ 輝線銀河の多くで、紫外線連続光よりもはるかに広がったLy $\alpha$ ハローが確認されており、その広がりは典型的に紫外線連続光の約10倍に達することが示されています [8].

しかし、これらの先行研究で主に用いられてきたLy $\alpha$ 輝線銀河は、星形成銀河全体の一部の種族に過ぎず（約30%）[9], また原始銀河団の銀河も一般的な環境とは異なる条件下にあります。そのため、星形成銀河が普遍的にLy $\alpha$ ハローを持つのかどうかは、依然として明らかになっていません。このような輝線観測におけるサンプルバイアスのため、Ly $\alpha$ ハローに対応するガス雲が、クエーサー吸収線系ではどのように観測されるのかという点も十分には理解されていません（図2参照）。輝線観測と吸収線観測の相補的な特性を最大限に活かすためには、両者を結びつける観測的な橋渡しが必要です。さらに、Ly $\alpha$ ハローの観測結果から、銀河周辺物質の柱密度やガスフローといった物理量を定量的に導くためには、Ly $\alpha$ ハローがどのような物理過程によって光っているのかを理解する必要があります。これは長年にわたる大きな課題でした [7, 8, 10].

\*4 面分光では、視野全面に渡り各位置で分光スペクトルが得られ、3次元の情報を取得できます。MUSEの視野は $1' \times 1'$ で、他の可視面分光装置の10-100倍の視野サイズに相当します。

### 1.5 銀河進化最盛期の冷たい銀河周辺物質観測の現状と課題：重元素

1.1節で銀河周辺物質は物質循環の舞台と書きましたが（図1），その主役が重元素ガスです。銀河周辺物質の重元素ガスは、水素に比べてさらに密度が低いいため、輝線による検出は一層困難になります。冷たいガス相における重元素のトレーサーとして最もよく用いられてきたのが、MgII  $\lambda\lambda 2796, 2803$  の共鳴線ダブルット（輝線が  $2796 \text{ \AA}$  と  $2803 \text{ \AA}$  にあるということ）のハローです [11]。近年では検出例が急増し、約50天体を対象とした三次元マッピングの結果がちょうど報告されたところです [12]。

しかし、銀河進化最盛期に相当する  $2 \leq z \leq 4$  では、赤方偏移のためにMgII輝線は感度の高い可視光観測が可能な波長域から外れてしまいます。その結果、この重要な時代において、冷たい銀河周辺物質の重元素を直接トレースする輝線がないという問題がありました（図3参照）。この時代は銀河進化の観点からも極めて重要であり、水素のLy $\alpha$ 輝線を可視光で観測できるにもかかわらず、重元素輝線ハローの探査が行われてこなかったことは大きな制約となっていました。

この問題に対する解決策として、非常に暗いものの、静止系紫外線のSiII\*輝線が利用可能であるという理論的予測がなされました [13]。ケイ素の一階および二階電離エネルギーはそれぞれ8.1 eVと16.4 eVであるため、Si<sup>+</sup>は低電離状態のガスをトレースし、MgII輝線と同様に冷たいガス相を観測することができます。SiII\*輝線はSi<sup>+</sup>の微細構造遷移に由来する蛍光放射です。主な放

射起源は連続光ポンピング（continuum pumping）であると考えられています。中性ガス中のSi<sup>+</sup>が紫外線連続光を吸収した後、その一部が微細構造準位へ遷移してSiII\*輝線を放射します。この吸収線が共鳴遷移で、周囲のガスによる吸収と再放射を繰り返して空間的に広がるため（共鳴散乱）、SiII\*輝線は共鳴線と同程度に空間的に広がるのが期待されます。この輝線は、これまでに銀河本体スケールでは検出されてきましたが、Ly $\alpha$ と比べて10-50倍程度暗いため、銀河周辺物質スケールでのSiII\*ハローの検出は報告されていませんでした。そこで、これら冷たい銀河周辺物質観測における課題に取り組むため、筆者たちは次章で紹介する、世界で最も深い可視面分光データを用いました [14, 15]。

## 2. MUSEを用いた最も深い面分光観測とサンプル構築

### 2.1 本研究のストラテジー

前述の「星形成銀河が一般的にLy $\alpha$ ハローを持つのか」という問いに答えるには、まず観測的バイアスのないサンプルを構築する必要があります。本研究では、原始銀河団を含まない一般領域に限定し、Ly $\alpha$ 輝線などの輝線検出による選択は行わず、連続光の明るさに基づいてサンプルを選択しました。表面輝度の低いLy $\alpha$ ハローの有無を統計的に検証するためには、Ly $\alpha$ 輝線の観測波長、すなわち分光赤方偏移の情報も不可欠です。

このような連続光選択の無バイアスな分光サンプルを構築するには、観測波長が4700-9350  $\text{\AA}$  のMUSEでLy $\alpha$ をカバーできる赤方偏移範囲 ( $z \approx 2.9-6.6$ ) に加え、それ以外の赤方偏移でも分光的に赤方偏移を同定または制限できる必要があります。狙っている赤方偏移以外の天体も全て赤方偏移がわからないと、分光的に無バイアスとは言えないからです。しかしMUSEでは、 $z \approx 1.5-2.8$  は、明るい静止系可視輝線（H $\alpha$   $\lambda 6563$  から [OII]  $\lambda\lambda 3726, 3729$ ）やLy $\alpha$ 輝線が観測可能な波長から

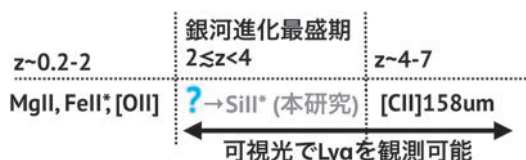


図3 赤方偏移ごとの冷たい銀河周辺物質における重元素のトレーサーとなる輝線

外れてしまうので輝線による分光同定ができません。なので、代替策としてこの赤方偏移範囲では、吸収線や連続光スペクトル形状に基づく分光同定を行います（ただし、十分に明るい連続光天体に限定されます）。さらに、サンプル銀河の Ly $\alpha$  ハローの有無を調べる際に、赤方偏移（すなわち波長）ごとのデータの深さの違いによる影響を避けるため、夜光輝線の影響で感度が低下する長波長側、すなわち Ly $\alpha$  に対して  $z > 4.4$  に相当する領域はサンプルから除外しました。以上を踏まえ、本研究では  $z \approx 2.9\text{--}4.4$  に位置する銀河と、それ以外の赤方偏移でも光学的に赤方偏移を制限できる等級カットを施したサンプルを構築しました。

## 2.2 MUSEの深データ

本研究では、深いハッブル宇宙望遠鏡の測光データと、世界で最も深い MUSE データを有するミュージック・エクストリームリー・ディープ・フィールド (MUSE eXtremely Deep Field, MXDF) のデータを用いました [16]。MXDFでは、中心から半径31秒以内の領域で100–140時間という、驚異の総露出時間が投入されており、 $5\sigma$ の表面輝度限界は  $\approx 1 \times 10^{-19} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$  (7000 Å, 100時間積分) に達します。また、補償光学の効果により、点拡がり関数の半値全幅は0.4–0.5秒です。

## 2.3 チームでのカタログ作りとサンプル構築

筆者はMXDFサーベイチームの一員としてMUSEカタログの構築に携わると同時に、本研究用のサンプル構築を行いました。カタログは、(1) ハッブル宇宙望遠鏡の連続光選択カタログ [17] に基づいてMUSE三次元データキューブからスペクトルを抽出し、分光赤方偏移を同定する方法と、(2) データキューブ内で輝線により天体を直接検出する方法の二つを組み合わせで作成されました。12名のチームメンバーが数ヶ月にわたり、各天体について3名以上でMUSEスペクトル、三次元フラックス分布、測光画像および測光赤方偏移を精査し、赤方偏移を推定しまし

た。議論を重ねた結果、MXDF領域では691天体（他のデータのあった周辺領域を含めると2221天体）の赤方偏移と信頼度を決定し、カタログを完成させました [16]。MUSEカタログ構築の詳細については、天文月報2020年5月号の稲見さんによる解説をご参照ください [18]。

このカタログ構築過程において、100–140時間露光の中心領域では、ハッブル宇宙望遠鏡のF775Wフィルターで27.5等級より明るい142天体のうち、約94%に相当する133天体の赤方偏移を分光学的に決定できました。そのうち19天体が、本研究の対象とする  $z \approx 2.9\text{--}4.4$  の赤方偏移を持っていました。赤方偏移が決まらなかった9天体のうち7天体については、抽出したMUSEスペクトルの短波長端における連続光の検出と測光赤方偏移から、 $z < 2.9$  であることが推測され、残る2天体については、 $z = 2.94$  の弱い Ly $\alpha$  輝線銀河、あるいは  $z = 4.17$  の弱い吸収線を持つ Ly $\alpha$  ブレーク銀河である可能性が残りました。無バイアスな分光サンプルを構築する観点からこの2つはサンプルに含めました。その結果、合計21天体のサンプルを構築することができました。こうして、公開カタログに含まれない天体についてもチーム内で慎重に検証を行うことで、極力バイアスを排除した独自のサンプルを構築しました。次章では、このサンプルを用いた Ly $\alpha$  ハロー探査の結果を紹介します。

## 3. 無バイアスな Ly $\alpha$ ハロー探査

### 3.1 Ly $\alpha$ ハローの存在の普遍性

第2章で選択したサンプル銀河が Ly $\alpha$  ハローを持つのかどうかを調べるために、筆者たちは Ly $\alpha$  輝線の空間分布が紫外線連続光（大質量星）の空間分布と比べて、統計的に有意に広がっているかどうかを検証しました [14]。まず、輝線成分のみの二次元画像を作成するため、MUSEの三次元データキューブから連続光成分を差し引き、各銀河を中心とした  $15'' \times 15''$  のミニキューブを切

り出しました。そのミニキューブ内で、Ly $\alpha$ 輝線の観測波長付近 $\pm 25 \text{ \AA}$ の範囲において、Ly $\alpha$ のフラックスが最大となる波長範囲と半径を決定し、輝線フラックスのみを含む二次元画像を作成しました。比較対象となる紫外線連続光の画像は、ハッブル宇宙望遠鏡の画像から周辺天体をマスクし、さらにMUSEの点拡がり関数を畳み込むこと（星像の大きさに合うようにぼかすこと）で作成しました。

Ly $\alpha$ と紫外線連続光の空間的な広がりを比較する際には、銀河本体からの明るい光が、ハローからの淡い放射を隠してしまいます。そこで本研究では、紫外線連続光の表面輝度がピーク値の2割となる半径以内を銀河本体と定義し、ハローの評価にはその外側の領域のみを用いました。具体的には、「銀河本体の外側において、Ly $\alpha$ の表面輝度分布は紫外線連続光と同じ動径分布を持つ」という帰無仮説を設定し、有意水準0.05で検定しました。外側領域におけるLy $\alpha$ の表面輝度分布に紫外線連続光の分布をスケールしてフィットした際の補正カイ二乗値をp値に変換し、この帰無仮説を棄却できた場合に、統計的に有意なLy $\alpha$ ハローを持つと定義しました。p値が小さいほど、帰無仮説が正しいと仮定した場合に、観測された分布が偶然得られる確率が低いことを意味しま

す。この検定では、評価に用いる領域がリング状（ドーナツ状）となるため、筆者たちはこの手法を「ドーナツテスト」と呼んでいます（図4左）。

ドーナツテストの結果、 $p < 0.05$ を満たす天体は21天体中17天体でした。これらをLy $\alpha$ ハロー天体と呼びます。図4に示すように、ハロー天体の中には、銀河本体スケールで強いLy $\alpha$ 輝線を示すものから、Ly $\alpha$ 吸収線を示すものまで、多様な性質を持つ銀河が含まれています。ハローが非検出となった4天体についても、検出限界より暗いLy $\alpha$ ハローを持っている可能性は否定できません。本研究では、円対称を仮定したさまざまな大きさのハローについて、MXDFデータにドーナツテストを適用した場合の検出率（コンプリートネス）の推定も行っています。しかし、実際のハローのサイズ分布が未知であるため、本稿ではコンプリートネス補正は行わず、観測された割合をそのまま用いました。その結果、全21天体に対するLy $\alpha$ ハロー天体の割合は $80.1^{+10.1}_{-11.2}\%$ と高く、さらに赤方偏移によらず紫外線絶対等級が $-20$ から $-18.7$ のサブサンプルでは、この割合は $91.7^{+5.1}_{-13.2}\%$ に達しました。これらの結果から、ほとんどの星形成銀河はLy $\alpha$ ハローを持つと結論づけられます。興味深いことに、この約8割という割合は、Ly $\alpha$ 輝線銀河において報告されている

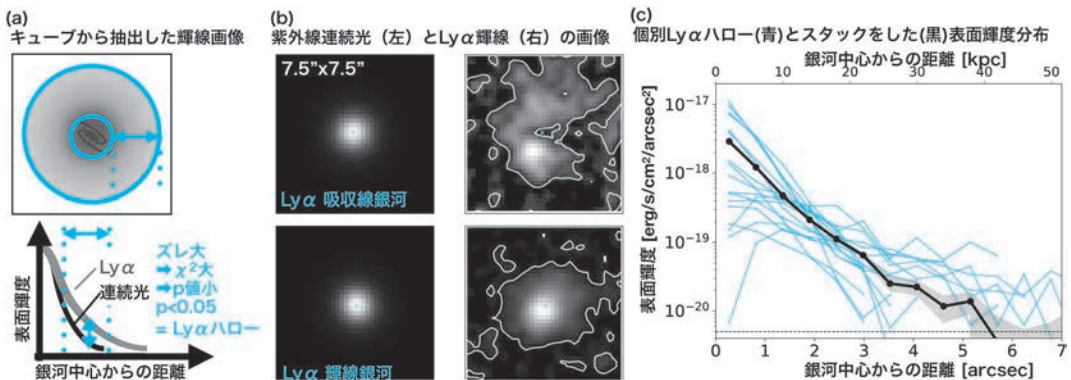


図4 (a) Ly $\alpha$ ハローのドーナツテストの概念図。(b) 多様なLy $\alpha$ ハローの紫外線連続光画像(左)とLy $\alpha$ 画像(右)の例。(c) 個別の銀河のLy $\alpha$ ハローの表面輝度の動径方向分布(青)とスタックをした表面輝度分布(黒)とその1 $\sigma$ エラー(灰色)。

Ly $\alpha$ ハロー検出率と同程度です [8].

銀河周辺におけるLy $\alpha$ ハローの存在がこれほど普遍的であることは、銀河の周囲に大量の水素ガスが一般的に存在していることを強く示唆しています。これまで近傍銀河の観測や数値シミュレーションから、銀河周辺物質がガスの貯蔵庫として機能することは予言されてきましたが、銀河進化最盛期において、個々の銀河の周辺でその普遍性が直接確認されたのは、本研究が初めてです。

### 3.2 輝線と吸収線で観測するガスの比較

次に、1.3節で紹介したクエーサー吸収線系(DLA, sub-DLA, LLS)として観測される中性水素ガスと、Ly $\alpha$ ハローとして輝線で観測されるガスとの対応関係を調べるために、発現率(incidence rate)を求めます。吸収線系の発現率 $dn/dz$ は、クエーサーなどの背景天体の視線上で、単位赤方偏移あたりに検出される吸収線系の数を表す量です。これは、ランダムに選んだ背景天体の視線を辿ったときに、ガス雲に遭遇する頻度を表しています。

一方、Ly $\alpha$ ハロー(Ly $\alpha$  halo, LAH)の発現率は、単位赤方偏移あたりに視野内をLy $\alpha$ ハローが覆う割合を表します。これは三次元的に考えると吸収線系の視線上の発現率と同等の意味になります。サンプルの銀河と同じ明るさの範囲の銀河の $dn/dz$ (LAH)は、典型的なLy $\alpha$ ハローの面積、Ly $\alpha$ ハローを持つ銀河の割合、サンプルの明るさの範囲の銀河の数密度(絶対紫外等級の上限以下の銀河の数密度)、サーベイ体積、サーベイ面積、赤方偏移ビン幅から求められます。先行研究では、Ly $\alpha$ 輝線銀河という限られた銀河種族のLy $\alpha$ ハローに対して、吸収線系との対応関係が議論されてきましたが [19]、本研究ではこの議論を一般的な星形成銀河へと拡張することが可能になります。 $dn/dz$ (LAH)を求めるためには、まず典型的なLy $\alpha$ ハローの面積を推定する必要があります。図4に示すように、サンプル銀河の平均的な表面輝度の動径分布を求めると、 $1\sigma$ 限界以上で

検出される典型的なハローの大きさは半径 $\sim 40$  kpcと得られました。「サンプルの明るさの範囲の銀河の数密度」は、銀河の紫外線の等級ごとの数密度(紫外線光度関数 [20])と観測等級の範囲( $M_{1500} \leq -18$ )から求めます。すると、 $dn/dz$ (LAH) =  $0.76^{+0.09}_{-0.09}$ が得られます。このような高いLy $\alpha$ ハローの発現率は、 $z=3-4$ において本研究と同様の明るさの銀河からのLy $\alpha$ 放射が、天空上の約80%を覆っていることを意味します。

次に、同程度の赤方偏移における吸収線系の発現率と $dn/dz$ (LAH)を比較します。ここでは単純化し、より中性水素の柱密度の高いガスの吸収線系が輝線として観測されやすいと考えます。先行研究によると、DLA(中性ガス)およびsub-DLA(部分的に中性なガス)の発現率はそれぞれ $dn/dz$ (DLA) = 0.33,  $dn/dz$ (sub-DLA) = 1.1と報告されています [21]。輝線で見つかった発現率 $dn/dz$ (LAH) =  $0.76^{+0.09}_{-0.09}$ は、 $dn/dz$ (DLA)より大きいので、DLAとして吸収線で観測される中性水素のガス雲の全ては、Ly $\alpha$ 輝線でも観測されていると解釈できます。 $dn/dz$ (LAH)の残りの発現率(0.43)とsub-DLAの発現率(1.1)の比較から、sub-DLAとして観測される部分的に中性なガス雲の一部がLy $\alpha$ 輝線でも観測されていると解釈できます。

結果をまとめると、これらの観測結果はLy $\alpha$ ハローの吸収線におけるカウンターパートが、DLAすべてとsub-DLAの一部であることを示唆しています。この手法は、輝線については紫外線光度の明るい順に、吸収線については柱密度の高い順に並べ、それらを1対1で対応づけることでカウンターパートを同定していると解釈できます。したがって、これはあくまで第0近似的な議論であり、結果の過度な解釈には注意が必要です。本研究では、輝線の発現率を求める際にLy $\alpha$ 選択(Ly $\alpha$ 輝線銀河)ではなく紫外線連続光選択の銀河(星形成銀河)を用いることで、マッチングに伴うバイアスを低減しました。これにより、

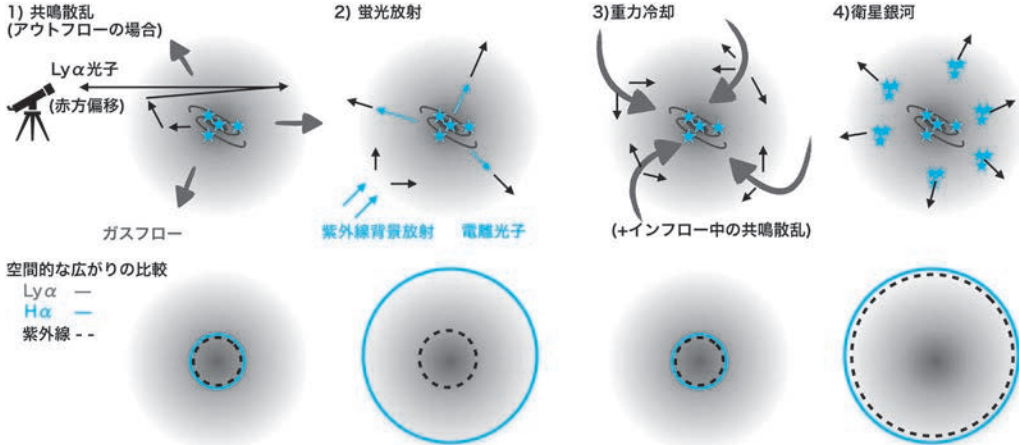


図5 (上段) 星形成銀河のLy $\alpha$ ハローに対して最もよく検討される4つの物理起源の概念図。この他には、近傍の他の暗黒物質ハローに由来する「隣の銀河 (neighbor)」や、「銀河合体 (merger)」がある。(下段) それぞれの物理起源をLy $\alpha$ , H $\alpha$ , 紫外線連続光で観測した時の予想。

吸収線観測と輝線観測を統一的に議論するための橋渡しが実現しました。

### 3.3 Ly $\alpha$ の物理起源

Ly $\alpha$ ハロー観測から銀河周辺物質の物理量を理解するには、Ly $\alpha$ ハローの起源を理解する必要があります。これは長年にわたり銀河研究における大きな課題でした。星形成銀河のLy $\alpha$ ハローの起源としては、大きく分けて以下の四つが提唱されています(図5参照, [7, 8, 10])。

- 1) 共鳴散乱 (resonant scattering)
- 2) 蛍光放射 (fluorescence)
- 3) 重力冷却 (gravitational cooling)
- 4) 衛星銀河 (satellite star formation)

1つ目の「共鳴散乱」は、Ly $\alpha$ 光子が中性水素により多重散乱(吸収と再放射の繰り返し)されることで、空間的に広がるというシナリオです。星形成銀河を対象した論文では、このシナリオの際にLy $\alpha$ 光子が銀河本体の星形成領域での光電離と再結合により生成される場合を想定していることが多いです。図5の1)では、銀河周辺物質全体でアウトフローが起こっている場合を示しました。共鳴散乱では、吸収が起こりやすいのはアウトフローするガスの系で見た静止系波長なので、

(観測者から見て) 銀河よりも手前側にある銀河周辺部質の水素原子は、銀河自体からのLy $\alpha$ よりも相対的に青方偏位したLy $\alpha$ 光子をより吸収する事になります。結果、相対的に銀河より赤方偏位した光子(観測者から見て銀河より後ろ側のガスで最後の共鳴散乱を受けた光子などを含む)が選択的に観測されます。また、ハローガス内の水素原子により吸収されたLy $\alpha$ 光子は、即座に再放射され、また近傍の原子に吸収される、という過程を繰り返します。その際、再放射される光子の波長は、(観測者から見て) 原子の運動方向と速度に依存して変化します。これを繰り返した結果、観測される輝線幅は元の波長から大きく広がっていくこととなります。以上の効果により、アウトフローが卓越したハローでの共鳴散乱であれば、Ly $\alpha$ 輝線のピーク波長が赤方偏位し、かつ銀河自身の光子よりも輝線幅が広がって赤い側に尾を引いたような非対称分布の輝線として観測されます。逆に中心波長が青側に偏位して、青い側に尾を引いたような輝線分布であれば、インフローが卓越した状態だと推測する事ができます。Ly $\alpha$ 光子全体が共鳴散乱を受ける回数が多いほど、波長シフトの効果でLy $\alpha$ 輝線の輝線幅がより太くな

り、輝線のピーク波長のシフトがより大きくなります。

2つ目の「蛍光放射」では、宇宙空間からの紫外線背景放射 (UV background) に銀河周辺物質が照らされ、光電離と再結合によって Ly $\alpha$  光子が生成されます。しかし、この起源は、近くに活動銀河核がある場合や、銀河周辺物質のガス密度が高い特異な環境 (原始銀河団領域) では寄与が大きくなるものの、普通の環境では非常に暗いと考えられています。普通の環境の場合の電離光子源としては他にも銀河本体の星形成領域から脱出した電離光子もあり、この場合も銀河周辺物質中での光電離と再結合によって Ly $\alpha$  光子が生成されます。

3つ目の「重力冷却」では、銀河周辺物質スケールでの始原ガスのインフローにおける衝突励起と脱励起による放射冷却により Ly $\alpha$  光子が放射されます。このシナリオはインフローやコールドストリームと呼ばれることもあります。ややこしいのですが、インフローガスの重力冷却が起こっている時には、中性水素による共鳴散乱も起こっていると考えの方が自然です。1) では、Ly $\alpha$  光子源が銀河本体であることを想定していることが多い一方、重力冷却シナリオの Ly $\alpha$  光子源は銀河周辺物質です。銀河本体で Ly $\alpha$  光子が生成される場合と比べると、重力冷却のように銀河の外で Ly $\alpha$  光子が生成される時の方が、Ly $\alpha$  光子が脱出しやすい (観測されやすい) と予測されています。

4つ目の「衛星銀河」では、中心銀河の暗黒物質ハロー内に存在する衛星銀河の星形成領域における光電離と再結合によって Ly $\alpha$  光子が生成され、それが中心銀河にとっては銀河周辺物質スケールの Ly $\alpha$  放射として観測されます。この場

合、衛星銀河のあるところで Ly $\alpha$  ハローの分布がクランプ状になるか、異方性を示すことが予想されています。

さらに、近傍の他の暗黒物質ハローに由来する「隣の銀河 (neighbor)」や、「銀河合体 (merger)」の影響も議論されています。上記のように、起源候補の名称と分類は、歴史的な背景もあり、輻射輸送メカニズム、放射が生じる場所 (放射源) や現象に基づいて非常に混乱を招きやすい状況にあります。さらに、用語の使い方には研究者間でばらつきもあります。筆者自身は強い意見はありませんが、本稿では筆者から見て星形成銀河の文脈で一般的に用いられていると考えられる上記の定義に基づいて議論をします<sup>\*5</sup>。

筆者らは以前、銀河進化最盛期である  $z \approx 2$  の一般領域に存在する Ly $\alpha$  輝線銀河の Ly $\alpha$  ハローについて、1) 共鳴散乱が支配的である可能性を提案しました [22]。近年では、同様の結論を支持する研究が増加しており、さらに銀河本体からの距離に応じた物理起源の違いについても議論されるようになってきました。以下では、近年の特筆すべき成果のうち、MXDF等のサーベイを行ったミュズコラボレーション (MUSE collaboration) で筆者も携わった研究成果を中心にいくつか紹介します。

$z \approx 3-6$  の明るい Ly $\alpha$  輝線銀河と深い MUSE データを用い、銀河スケールと銀河周辺物質スケール ( $\lesssim 20$  kpc, ハロー) における Ly $\alpha$  輝線プロファイルを比較した研究では、ハローの方が Ly $\alpha$  輝線幅が広く、Ly $\alpha$  輝線ピークが銀河本体よりも赤方偏移していることが報告されています [23]。これは図5の1) のように、アウトフローが卓越する銀河周辺物質において共鳴散乱が効いているというシナリオを示唆しています (本節2段落目参照)。

\*5 Ly $\alpha$  光子源ごとに (銀河周辺物質 in-situ か銀河本体か)、ガスの運動と輻射輸送メカニズムで分けた名称が普及するべきであると多くの研究者が考えているはずですが、おそらく、特に観測の論文では、慣習に従って先行研究と同じ用語を使うことが少なくありません (自戒の念も込めて)。今後、ハロー起源の研究の進展に伴い、理解と共に用語がより一層整理されることに期待します。

上記の銀河中心から  $\lesssim 20$  kpc は暗黒物質ハローのビリアル半径程度のスケールに相当します。さらに外側の領域 (outer CGM) まで Ly $\alpha$  輝線プロファイルを調べるためには、信号雑音比を向上させる必要があります。そこで、 $z \sim 3-4$  の MUSE による Ly $\alpha$  輝線銀河サンプルに対して、銀河中心からの距離ごとに抽出した Ly $\alpha$  スペクトルのスタッキング解析が行われました [24]。その結果、半径 20 kpc 以内では、系の速度に対して赤方偏移した Ly $\alpha$  輝線が確認され、上記と同様に、アウトフローが卓越する銀河周辺物質において共鳴散乱が支配的であることを示唆する結果が得られました。一方で、半径が大きくなるにつれて Ly $\alpha$  輝線ピークは青方へとシフトし、30 kpc より外側では青方偏移が観測されました。これは、5の3)の重力冷却による銀河周辺物質スケールでの Ly $\alpha$  光子の生成とインフローが卓越する銀河周辺物質中での共鳴散乱と矛盾しない結果です (本節2, 4段落目参照)。さらに、これらの銀河の Ly $\alpha$  表面輝度の動径分布を調べると、半径 20 kpc 付近を境に、プロファイルが冪乗則分布からよりフラットな分布へと変化していくことも明らかになりました [25]。これは、Ly $\alpha$  ハローの物理起源がスケールに依存して変化することを示唆しています (Kozlova et al., submitted も参照)。

以上の結果は、Ly $\alpha$  輝線銀河の Ly $\alpha$  ハローにおいて、銀河周辺物質の内側ではアウトフロー中の共鳴散乱 (1) が、外側では重力冷却とインフロー中の共鳴散乱 (3) が支配的な物理起源であることを示唆しています\*6。Ly $\alpha$  ハローの起源は、銀河周辺物質内でのスケール依存性や環境依存性 [26] に加えて、異なる物理起源の寄与割合や銀河ごとの個性など、依然として未解明な点が多く残されています。また、これまでは物理起源の研究において Ly $\alpha$  輝線銀河が主に用いられてきま

したが、星形成銀河一般が Ly $\alpha$  ハローを持つことが明らかになったので、今後は Ly $\alpha$  輝線銀河に限定せずに起源を調べることも重要です。

## 4. SiII\* ハローの探査

### 4.1 サンプルセレクション

1.5節で述べたように、 $z \sim 2-4$  において重元素の輝線ハローのトレーサーがないという問題がありました。この課題を解決するために、筆者らは  $z \sim 2-4$  における SiII\* $\lambda 1265, 1309, 1533$  の非常に暗い輝線ハローの検出を目指しました [15]。本研究では、MXDF および同一サーベイに含まれる他の深領域 (30時間積分) のデータとカタログ (合計 1321 天体掲載) を用いました。3章で紹介した Ly $\alpha$  ハローの研究とは異なり、本研究では新たなハロートレーサーそのものの検出が主目的であるため、赤方偏移同定の信頼性が高いサンプルを構築することを最優先としました。1321 天体のうち、MUSE で SiII\* 輝線の少なくとも 1 本を観測可能であり、かつ CIII]  $\lambda\lambda 1907, 1909$  ダブルレットにより銀河自身の赤方偏移を高精度で決定できている  $z = 2.1-3.9$  の孤立銀河に限定し、最終的に 39 天体をサンプルとして採用しました。

### 4.2 探査方法と結果

SiII\* 輝線の画像を作成するために、まず連続光を差し引いた MUSE キューブから、各ターゲット銀河の周囲  $5'' \times 5''$ 、銀河自身の赤方偏移から予想される SiII\* 輝線の観測波長周辺  $\pm 200 \text{ km s}^{-1}$  の範囲を抽出しました。各銀河について、紫外線連続光画像と SiII\* 輝線画像から表面輝度の動径分布を求め、両者の分布の形状が 97.5% の信頼水準で有意に異なる場合に、SiII\* ハローを持つと解釈しました。

その結果、図6に示すように、39 天体中 5 天体において SiII\* $\lambda 1533$  のハローを検出することがで

\*6 銀河周辺物質の内側、外側で典型的にはガスの運動がアウトフロー、インフローになっていることは確かそうですが、Ly $\alpha$  の光子源については蛍光放射 (2) も含め今後の更なる検討が必要です。

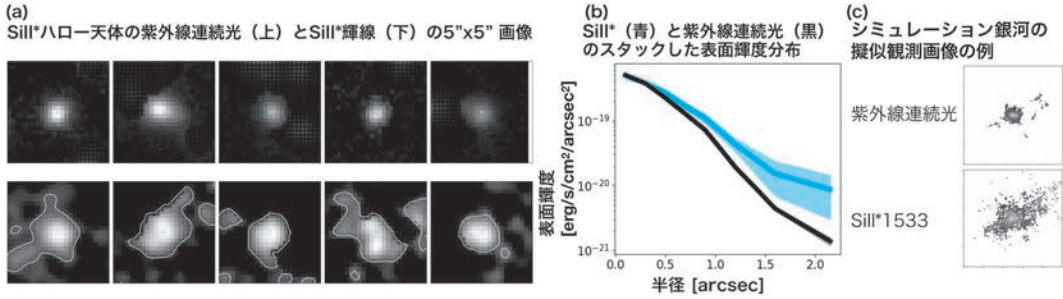


図6 (a) 個別検出したSiII\*輝線と紫外線連続光の画像で周辺天体をマスクしたもの。(b) スタックした表面輝度の動径分布: SiII\*輝線が青, 紫外線連続光が黒。(c) シミュレーション銀河の擬似観測画像の例 (ばかす前)。

きました。画像上でも、淡いSiII\*輝線が連続光よりもわずかに広がっている様子が確認できます。これら5天体は、サンプルの中でも紫外線光度が明るい銀河に偏っている傾向が見られました。SiII\*の放射起源が連続光ポンピングである場合、紫外線連続光が(見かけ上)明るい時に(観測的に)強い輝線放射が期待できるため、この結果は理論的な予想と定性的に整合しています。一方で、SiII\*λ1265, 1309については、個別天体でのハロー検出には至りませんでした。これは筆者らのシミュレーションに基づく予想とは異なる結果であり、詳細な議論は割愛しますが、その理由は現時点では未解明です。今後の検証には、より深い観測データと大きなサンプルが必要になります。

以上の結果を踏まえ、紫外線の見かけ等級が明るい14天体 ( $m_{UV} < 26$ ) に限定して画像のスタッキング解析も行いました。その結果、SiII\*λ1533のハローを検出することができました。さらに、MUSEで3本すべてのSiII\*輝線をカバーできている天体について、それらを合わせてスタッキングした場合にも、SiII\*ハローが検出されました。図6に示す表面輝度の動径分布の通り、SiII\*輝線は連続光よりもわずかではありますが、統計的に有意に広がっています。個別探査およびスタッキング解析のいずれにおいても、Lyαハローと比較すると、SiII\*は非常にコンパクトなハローのみが検出されました。これは、水素と比べて重元素

が銀河本体付近により集中して存在している可能性を示唆しています。銀河周辺の重元素は、銀河内の星形成で合成され銀河の外までアウトフローにより吹き飛ばされたものであるため、水素との分布の差はアウトフローの影響を評価するのに有用です。ただし、フラックスの合計が同じであれば、より広がった分布を持つハローほど検出が困難になるため、現時点では観測バイアスの影響も排除できません。

### 4.3 SiII\*の放射起源の解明とシミュレーションとの比較

SiII\*の放射起源を理解することは、SiII\*ハローの観測から銀河周辺物質の物理量を解釈する上で不可欠です。筆者らは、放射起源が理論的に予想されている連続光ポンピングであるかどうかを検証するために、光子数保存が成り立つかどうかを調べました。1.5節で述べた通り、連続光ポンピングの場合、SiII\*輝線の光子は対応するSiII吸収線に由来します。したがって、SiII\*λ1533輝線の強さがSiIIλ1527吸収線の強さと釣り合えば、光子数保存が成立していると言えます。先行研究では、近傍銀河の分光観測から、銀河本体スケールでは蛍光放射輝線が弱く、光子数保存が成り立たないことが報告されています。一方で、理論モデルでは銀河周辺物質スケールの輝線放射まで含めることで、全体として光子数保存が成り立つことが予言されていました [13]。さらに、他の放射起源である電離領域からの衝突励起や再結合に

よる放射では、観測されている強度を過小評価することが、理論およびモデル計算から示されています [27]. 本研究では初めて  $\text{SiIV}^*$  ハローを検出したことにより、銀河周辺物質スケールまで考慮した観測的検証を初めて行うことが可能となりました.

光子数保存のテストには、輝線や吸収線のフラックスを連続光のフラックス密度で割った等価幅 ( $\text{EW}_{\text{abs}}, \text{EW}_{\text{em}}$ ) を用いました. 銀河本体スケールでは、 $\text{SiIV}\lambda 1527$  吸収線の等価幅が  $\text{EW}_{\text{abs}}(\text{SiIV}\lambda 1527) = 1.6 \pm 0.2 \text{ \AA}$  であるのに対し、 $\text{SiIV}^*\lambda 1533$  輝線の等価幅は  $\text{EW}_{\text{em}}(\text{SiIV}^*\lambda 1533) = 1.1 \pm 0.1 \text{ \AA}$  となり、近傍銀河の観測結果と同様に釣り合いは成り立ちませんでした. 一方、銀河周辺物質スケールにおける  $\text{SiIV}^*\lambda 1533$  輝線の等価幅は  $\text{EW}_{\text{em}}(\text{SiIV}^*\lambda 1533) = 1.8 \pm 0.4 \text{ \AA}$  となり、吸収線の等価幅と誤差の範囲で一致しました. この観測結果は、銀河周辺物質スケールでは光子数保存が成立していることを示唆しています. これは  $\text{SiIV}^*$  ハローの放射起源が連続光ポンピングであるというシナリオと整合的です.

次に、本研究の観測結果を、連続光ポンピングを実装した銀河進化のズームインシミュレーション [28] と比較しました. 図6は、シミュレーション銀河における  $\text{SiIV}^*$  輝線および紫外線連続光の空間分布の一例を示しています. 公平な比較のために、シミュレーション銀河の物理スケールを観測銀河に合わせてスケーリングし、さらに MUSE による擬似観測効果を再現するため点拡がり関数の畳み込みを行いました. 観測とシミュレーションの表面輝度の動径分布を比較した結果、両者に矛盾は見られませんでした. この一致は、 $\text{SiIV}^*$  ハローの放射起源が連続光ポンピングであることを支持しています.

今後は、深いデータを用いた  $\text{SiIV}^*$  ハロー探査によってサンプル数を増やすことに加え、スタッキング解析と組み合わせることで、高い信号雑音比を持つ  $\text{SiIV}^*$  データから形態や輝線プロファイ

ルに基づく運動などの性質を調べることが重要です.  $z \gtrsim 3$  における  $\text{SiIV}^*$  ハロー天体が増加すれば、 $\text{Ly}\alpha$  ハローとの直接比較も可能となり、水素と重元素の分布の違いを調べることができます. これは、インフローとアウトフロー、ならびに銀河周辺物質におけるガスのミキシング過程に制限を与え、銀河周辺物質と銀河本体の進化の理解を深める上で重要な手がかりになると考えられます.

## 5. 今後の展望

本稿では、銀河進化最盛期における銀河周辺物質の冷たい相のトレーサーとして重要な  $\text{Ly}\alpha$  ハローおよび  $\text{SiIV}^*$  ハローに関する近年の研究を紹介しました. MUSE の深いデータを使うことで、 $\text{Ly}\alpha$  輝線銀河に限らず、星形成銀河が一般に  $\text{Ly}\alpha$  ハローを有することが明らかになり、ガスの貯蔵庫である銀河周辺物質のスケールに、潤沢な中性水素ガスが存在することが示唆されています. また、 $\text{Ly}\alpha$  ハローは、吸収線系で観測した場合には DLA や sub-DLA に対応すると示されました.

今後、 $\text{Ly}\alpha$  ハローの観測量から銀河周辺物質の物理量を推定するためには、その物理起源に対する理解をさらに深める必要があります. 起源の切り分けには、 $\text{Ly}\alpha$ ,  $\text{H}\alpha$ , 紫外線観測を組み合わせ、それぞれの放射の空間的な広がり进行比较する手法が有効です [29]. 例えば、 $\text{Ly}\alpha$  のみにハローが見られ、 $\text{H}\alpha$  と紫外線放射がコンパクトな場合には、図5の1) 共鳴散乱あるいは図5の3) 重力冷却放射が主要な起源であることが示唆されます. 一方、 $\text{Ly}\alpha$  と  $\text{H}\alpha$  のみにハローが存在する場合には図5の2) 蛍光放射が、さらに3つすべてにハローが確認される場合には図5の4) 衛星銀河に起因する放射が支配的であると考えられます. 紫外線で明るい  $\text{Ly}\alpha$  輝線銀河に限れば、スタッキング解析により紫外線ハローの検出が報告されています [26]. しかし、 $\text{Ly}\alpha$  ハローと一緒に  $\text{H}\alpha$  ハローが検出されたことや、 $\text{H}\alpha$  ハローを持たないとい

う強い制限を与えられるほどの深いH $\alpha$ 観測は未だ実現していません。すばる望遠鏡の次世代装置ULTIMATE-Subaru (Ultra-wide Laser Tomographic Imager and MOS with AO for Transcendent Exploration) のWFI (wide field imager) は、独自の補償光学技術により、世界最大視野で高解像度の近赤外線狭帯域フィルター観測を可能とします。HSC (Hyper Suprime-Cam) による $z \sim 2$ のLy $\alpha$ 狭帯域フィルター観測と組み合わせる形で、ULTIMATE-SubaruにH $\alpha$ 用の狭帯域フィルターを整備すれば、スタッキング解析を通じてH $\alpha$ とLy $\alpha$ 輝線の空間的な広がりを直接比較することが可能となります。ULTIMATEの稼働により、本分野の研究は大きく前進すると期待されます。

一方、SiII\* ハローの検出により、 $2 \leq z < 4$ において冷たい銀河周辺物質の重元素の適切な輝線レーザーが見つからないという課題は解消されました。今後は、SiII\* ハローのサンプル数を増やすことで、その運動学的性質や空間分布に関する理解を深めることが重要です。将来的には、Ly $\alpha$ とSiII\* の観測を組み合わせることにより、銀河周辺物質における水素および重元素の分布を比較し、インフロー、アウトフロー、さらにはガスのミキシング過程に対する理解が進むと期待されます。これらの研究は、銀河周辺物質スケールにおける星形成の促進および抑制の物理過程を解明するうえで、重要な手がかりを与えるでしょう。

## 謝辞

本稿の内容は筆者の投稿論文 [14, 15] に基づいています。この場を借りて共著者の方々に深く感謝いたします。特に、ジュネーブ大学の所属グループPIのAnne Verhamme博士、リヨン天文台留学時の受入教員のJeremy Blaizot博士、MUSE PIのRoland Bacon博士には、多くの貴重な機会とご助言を頂きました。妊娠出産育児に際しては、Verhamme博士の暖かな励ましとご支援があったからこそ研究の道を諦めずに続けることができました。

した。Verhamme博士のグループのThibault Garel博士、Floriane Leclercq博士、Josephine Kerutt博士、Valentin Mauerhofer博士、Moupiya Maji博士、Charlotte Simmonds博士、Eloïse Vitte博士には日常生活から研究議論まで大変お世話になりました。ジュネーブ大学での日々は本当に楽しく充実していました。リヨン天文台訪問や留学時から稲見華恵博士と橋本拓也博士にも大変お世話になりました。また、執筆をお声掛けくださり、原稿を何度も丁寧にご確認くださり、非常に有益なコメントをくださった田中壱編集委員に御礼申し上げます。原稿に有用なコメントをくださった柏野大地博士、菊田智史博士に感謝します。なお、本研究はSwiss Government Excellence Scholarships, Swiss National Fund, 及び日本学術振興会海外特別研究員制度の支援を受けて行われました。

## 参考文献

- [1] Tumlinson, J., et al., 2017, ARA&A, 55, 389
- [2] Péroux, C., & Howk, J. C., 2020, ARA&A, 58, 363
- [3] Fumagalli, M., 2024, arXiv e-prints, arXiv:2409.00174
- [4] 三澤 透, 家 正則, 2000, 天文月報, 93, 712
- [5] Steidel, C. C., et al., 2011, ApJ, 736, 160
- [6] Momose, R., et al., 2016, MNRAS, 457, 2318
- [7] Momose, R., et al., 2014, MNRAS, 442, 110
- [8] Leclercq, F., et al., 2017, A&A, 608, A8
- [9] Kusakabe, H., et al., 2020, A&A, 638, A12
- [10] Ouchi, M., et al., 2020, ARA&A, 58, 617
- [11] Burchett, J. N., et al., 2021, ApJ, 909, 151
- [12] Pessa, I., et al., 2026, A&A, 708, 214
- [13] Gazagnes, S., et al., 2023, ApJ, 952, 164
- [14] Kusakabe, H., et al., 2022, A&A, 660, A44
- [15] Kusakabe, H., et al., 2024, A&A, 691, A255
- [16] Bacon, R., et al., 2023, A&A, 670, A4
- [17] Rafelski, M., et al., 2015, AJ, 150, 31
- [18] 稲見華恵, 2020, 天文月報, 113, 251
- [19] Wisotzki, L., et al., 2018, Nature, 562, 229
- [20] Bouwens, R. J., et al., 2015, ApJ, 803, 34
- [21] Zafar, T., et al., 2013, A&A, 556, A141
- [22] Kusakabe, H., et al., 2019, PASJ, 71, 55
- [23] Leclercq, F., et al., 2020, A&A, 635, A82
- [24] Guo, Y., et al., 2024a, A&A, 691, A66
- [25] Guo, Y., et al., 2024b, A&A, 688, A37
- [26] Kikuta, S., et al., 2023, ApJ, 947, 75
- [27] Shapley, A. E., et al., 2003, ApJ, 588, 65
- [28] Mauerhofer, V., et al., 2021, A&A, 646, A80
- [29] Mas-Ribas, L., et al., 2017, ApJ, 841, 19

## Emission-Line Views of the Circumgalactic Medium at Cosmic Noon

Haruka KUSAKABE

*Department of General Systems Studies, Graduate School of Arts and Sciences, The University of Tokyo, 3-8-1 Komaba, Meguro-ku, Tokyo 153-8902, Japan*

Abstract: The circumgalactic medium (CGM) plays a fundamental role as a reservoir of gas that fuels galaxy formation and evolution, and its cold phase during the peak epoch of galaxy evolution is particularly crucial for understanding these processes. This article reviews recent observational studies of spatially extended emission of hydrogen and metals (halos), which serve as probes of the circumgalactic medium. Deep optical integral-field spectroscopic data obtained with MUSE have demonstrated that star-forming galaxies generally host Ly $\alpha$  halos, and have revealed the correspondence between emission-line halos and absorption-line systems. Furthermore, Si, II\* halos have been proposed as a new probe of metals in the CGM. These results are summarized, and prospects for future observations are discussed.

# 電子捕獲型超新星の光度曲線と判別手法

佐藤 大 仁

〈東京大学総合文化研究科広域科学専攻 〒153-8902 東京都目黒区駒場 3-8-1〉



重力崩壊型超新星となる質量下限付近の大質量星は、電子捕獲型超新星（Electron-capture supernova, ECSN）という通常の鉄コア崩壊型超新星と異なるメカニズムで爆発すると考えられている。理論計算によれば、ECSNの爆発エネルギーや元素合成は典型的な鉄コア崩壊型超新星のものと異なる傾向があり、宇宙の進化に異なる寄与をする可能性が示唆されている。そのため、ECSNを観測し理論を検証する必要があるが、1980年の提案以来、有力な候補天体がほとんど見つからず、恒星進化理論に残された最後のピースの一つとなっている。しかし最近、ついに有望天体が発見され、更なる観測的調査に機運が高まっている。我々はECSNの観測的調査を加速すべく、ECSNと低質量な鉄コア崩壊型超新星の多色光度曲線を計算し、ECSNが低質量な鉄コア崩壊型超新星に比べて青い色を示すことを明らかにした。さらに、この特徴を用いたECSNの判別手法を考案した。本手法によりECSNの体系的探査が可能となり、観測的調査がさらに加速されると期待される。

## 1. 大質量星の進化と超新星爆発

宇宙の歴史は、恒星の誕生と死によって彩られてきた。星の一生は、主にその質量で決まるが、なかでも重力崩壊型超新星は、大質量星が生涯の最期に起こす壮大な爆発であり、銀河を満ちす元素やエネルギーの主要な供給源である。したがって、宇宙の進化を理解するためにも、どの質量の星が重力崩壊型超新星となり、どれだけのエネルギーと、どのような元素を放出するのかを理解することが重要である。特に、重力崩壊型超新星にいたる下限臨界質量付近の星々は、通常重力崩壊型超新星とは異なる電子捕獲型超新星（Electron-capture supernova, ECSN）[\[1\]](#) という特異な運命をたどると提案されている。ECSNは重力崩壊型超新星全体の約10%を占める可能性 [\[2\]](#) があるうえ、典型的な鉄コア崩壊型超新星と異なる爆発エネルギー [\[3, 4\]](#) や元素合成 [\[2, 5\]](#)、中性子星形成 [\[6, 7\]](#) を示す可能性が示唆されており、銀

河の化学進化から中性子星形成史に至るまで、宇宙の進化に対して広範な影響を及ぼす可能性がある。ここでは、近年有望な候補天体が提案され、注目を浴びている電子捕獲型超新星の概要と、その特徴に迫る我々の研究を紹介したい。

太陽の約10倍を超える質量を持つ大質量星は、進化の終盤にケイ素燃焼を起こし、鉄から成るコア（鉄コア）を形成し、鉄の光分解を皮切りに重力崩壊し、鉄コア崩壊型超新星（Iron-core-collapse supernova, FeCCSN）となる [\[8, 9\]](#)。これらよりわずかに低質量な大質量星は、炭素燃焼を起こした後、酸素・ネオンを中心としたコア（ONeコア）を形成し、電子の縮退圧によって自己重力を支える。このONeコアの質量の増加に伴い、電子のフェルミエネルギーも増加するが、密度が約 $4 \times 10^9 \text{ g cm}^{-3}$ を超えると、電子はマグネシウムやネオンに捕獲されはじめる。これを契機にコアは重力崩壊を起こし、ECSNとなる [\[1\]](#)。

ECSNの親星は重力崩壊型超新星にいたる下限

臨界質量を形成するため、どの質量の星がどのような条件の下でECSNに至るかを理解することが重要である。しかし、進化の最終段階における、数千回に及ぶ熱パルスと呼ばれる暴走的なヘリウム燃焼の追跡が数値的に難しく [10–12]、その結果、ONeコアの成長、外層からの質量放出、熱パルスに伴う混合過程を整合的に見積もることが難しく、ONeコアが十分に成長し重力崩壊に至る条件ははまだ明らかとなっていない。

多くのFeCCSNのモデルは、一次元のニュートリノ輻射流体計算では爆発の再現が難しく(例: 15太陽質量 ( $M_{\odot}$ ) の星の場合の一次元爆発計算 [13])、近年の多次元ニュートリノ輻射流体計算によると、FeCCSNの爆発には対流などの多次元効果が重要な鍵となることが示唆されている [14–16]。ただし、このような多次元計算から得られる爆発エネルギーやニッケル56の量は、観測から期待される値に比べて低い傾向があり [17–18]、物理量まで含めた観測結果の再現が精力的に取り組まれている。

一方で、ECSNは、2000年代初頭に一次元の第一原理計算で爆発が再現されている [3]。これらの爆発計算の結果や、それに基づく元素合成計算から、ECSNの爆発エネルギーは、典型的な超新星の爆発エネルギーである  $10^{51}$  エルグに比べて1桁小さい  $10^{50}$  エルグ程度であり [3, 4]、爆発の際に、 $10^{-3} M_{\odot}$  程度のニッケル56 ( $^{56}\text{Ni}$ ) を合成すると示唆されている [5]。

ECSN, FeCCSNの親星は、大質量な水素外層を持つ場合、それぞれ超漸近巨星分枝 (super-asymptotic-giant-branch, super-AGB) 星、赤色超巨 (red-supergiant, RSG) 星と呼ばれる。これらの親星が重力崩壊型超新星を起こした場合、スペクトルに水素の特徴を示すII型超新星となる。

II型超新星の光度曲線 [19, 20] は、衝撃波が星表面に到達した際に起こる急増光、ショックブレイクアウトの後に、衝撃波が大質量な水素外層を通り抜けた際に与えたエネルギーによって、100

日程度ほとんど一定の明るさで輝くプラトーによって特徴づけられる。水素外層が膨張し温度と密度が下がると、やがて、超新星爆発の際に中心部で合成された  $^{56}\text{Ni}$  の娘核種である  $^{56}\text{Co}$  の放射性崩壊が主なエネルギーとなり、その半減期に対応して単調に暗くなるテイル期と呼ばれるフェーズになる。したがって、プラトー期は親星の水素外層を [21]、テイル期は超新星爆発の際の元素合成を [22]、調べる重要な手掛かりとなる。理論計算から、ECSNのプラトーは低質量なFeCCSNのプラトーと同じく  $-16$  放射等級程度の明るさである一方、FeCCSNには見られない50日程度のUバンドのプラトーがみられることが示されている [23–25]。また、FeCCSNでは、プラトーからテイルに移る際に2等級程度暗くなる [20] のに対し、ECSNでは、爆発の際に合成される  $^{56}\text{Ni}$  が少ない [3, 5] ことから、3–4等級程度暗くなる [23] が示されている。

このように、ECSNは第一原理計算により爆発が再現され [3, 4]、元素合成・光度曲線の理論研究も進んできた [5, 23, 24] 一方、その提唱から約40年もの間、かに星雲の母天体である超新星1054 [26] を除き、有望な候補天体がなかなか発見されなかった。しかし近年、近傍銀河NGC 2146で発生した超新星2018zd [27] が、詳細な測光・分光観測の結果から、ECSNであると提案された [28]。これによって、近年、ECSNの観測的調査に注目が集まっている。

これを受けて、われわれは、今後のECSNの観測的調査を一層加速すべく、親星や爆発に関する物理量を幅広く考慮しながら、ECSNと低質量なFeCCSNの理論光度曲線を計算し、その観測的特徴の違いの解明に取り組んだ。さらに、得られた光度曲線の計算結果に基づき、測光情報を用いてECSN候補天体を絞りこむ新たな手法を考案した。

## 2. 光度曲線

電子捕獲型超新星と低質量な鉄コア崩壊型超新

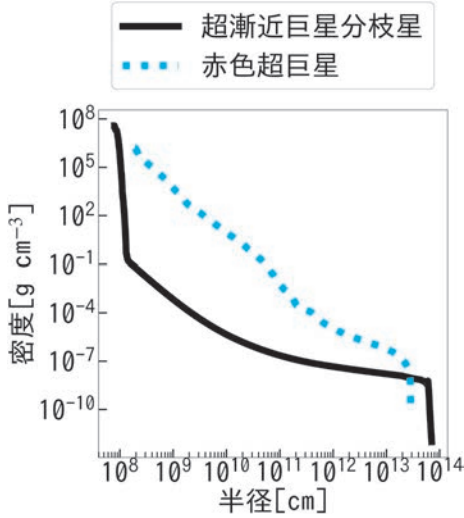


図1 代表的な超漸近巨星分枝星（黒実線）と赤色超巨星（青破線）の密度構造

星の光度曲線の違いを系統的に調査するため、一次元多波長輻射流体計算コード *STELLA* [29] を用いた理論計算を行った。爆発前の星のモデルとして、ECSNにはsuper-AGB星のモデル [23] を用い、低質量のFeCCSNには初期質量が9-11  $M_{\odot}$  のRSG星のモデル [20] を用いた。super-AGB星とRSG星の代表的なモデルの密度構造を図1に示す。super-AGB星は、RSG星に比べて密度が低く広がった外層構造を持っている。これは、中心に縮退コアを持つsuper-AGB星に特有の特徴である。これらの星のモデルの中心部に熱エネルギーを注入し、*STELLA* を用いて、その後の放出物質の時間進化と多色光度曲線を、様々なパラメータで合計1303モデル計算した。

### 2.1 放射等級光度曲線

今回計算したモデルの放射等級光度曲線の一例を図2に示す。ECSNは、外層質量が3  $M_{\odot}$  のsuper-AGB星が、 $10^{50}$ エルグの爆発エネルギーで爆発したモデル、FeCCSNは、初期質量が9  $M_{\odot}$  のRSG星が、 $3 \times 10^{50}$ エルグの爆発エネルギーで爆発したモデルであり、いずれもECSN、低質量なFeCCSNに期待される典型的な範囲のパラメー

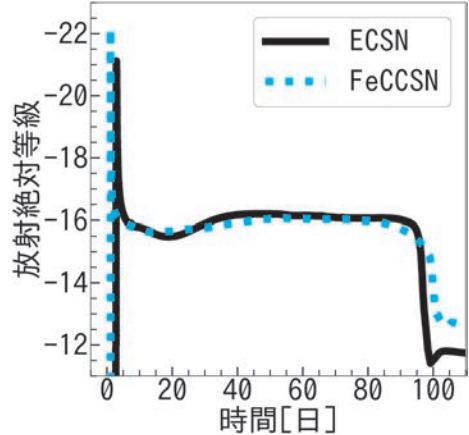


図2 ECSN（黒実線）とFeCCSN（青破線）の放射等級光度曲線の一例

タに基づくモデルである。ECSN, FeCCSNともに、光度曲線には、最初期のショックブレイクアウト、続けて、プラトー、テイルがあることがわかる。図2に示したモデルでは、ECSN, FeCCSNはそれぞれ、super-AGB星, RSG星と、異なる親星モデルに基づいているにもかかわらず、プラトーが酷似している。これは、ECSNではFeCCSNより爆発エネルギーが小さいため、プラトーが暗く長くなりやすい一方、親星の半径が大きいことや放出物質の質量が小さいことも、プラトーの明るさや長さに影響を与えるからである [21, 30]。このことから、放射等級光度曲線の比較からだけでは、ECSNを見分けることが難しいことがわかる。

### 2.2 多色光度曲線

次に、同じモデルの色指数  $u-g$  の進化を図3の上段に示す。色指数は、異なる2つのバンド（ここでは  $u, g$  バンド）での等級の差であり、スペクトル分布が短波長に偏っている（青い）ほど値が低くなり、長波長に偏っている（赤い）ほど値が高くなる。ECSNは、放射等級光度曲線（図2）のプラトーに対応する爆発後100日程度まで、FeCCSNに比べて青い（ $u-g$ が低い）色進化を示している。このことから、ECSNを見分けるには、複数バンドを用いた観測が重要となることが

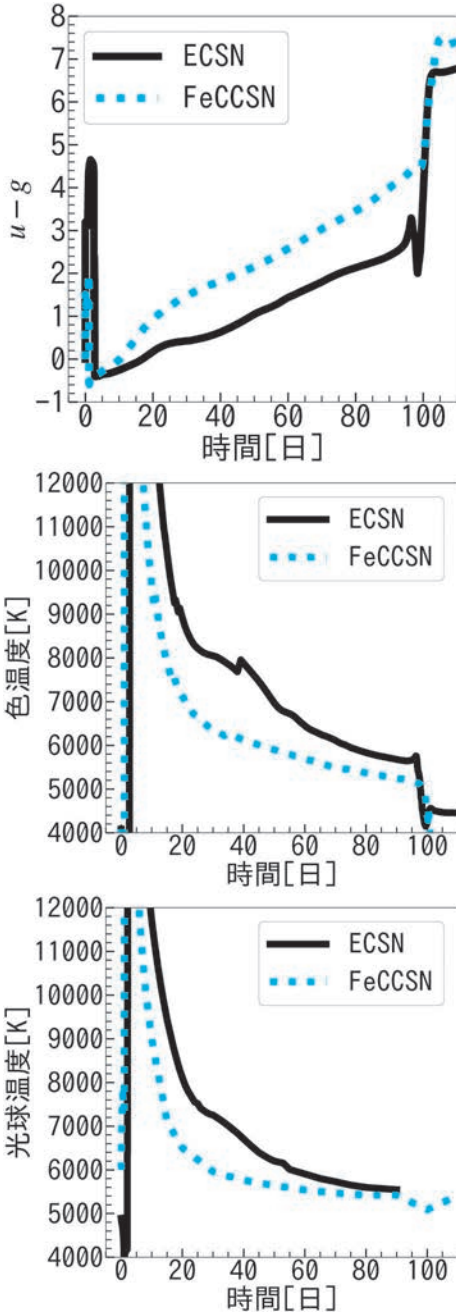


図3 図2のECSN (黒実線), FeCCSN (青破線) のu-g (上), 色温度 (中), 光球温度 (下) の時間進化

示唆される。

### 2.3 青い理由

我々はさらに、ECSNが、低質量なFeCCSNに

比べて、青いプラトーを持つ物理的な理由を調査した。

プラトー期のスペクトル分布はおおよそプランク分布となるため、青いことはその温度が高いことを示唆する。図3の中段に、図2で示したECSN, FeCCSNのモデルについて、スペクトル分布をプランク分布でフィッティングした温度である色温度の時間進化を示す。ECSN, FeCCSNともに、爆発直後から図2におけるプラトーの終わりである100日頃に向かって、色温度が下がる傾向を示しているが、ECSNはFeCCSNに比べて高温になっている。

通常、プラトー期の超新星のような密度が高いガスの内部では、光は物質と強く相互作用しており、我々観測者は、光が最後に散乱されて外へ出てくる見かけの表面（光球面）を主に見ることになる。図3の下段に、ECSNとFeCCSNの光球面における温度（光球温度）を示す。同図中段の色温度と同様、ECSN, FeCCSNともに、爆発直後からプラトーの終わりに向かって温度が下がる傾向を見せており、また、ECSNの光球温度はFeCCSNの光球温度に比べて高い。このことから、プラトーの色の違いは、主に光球温度の違いに起因していると考えられる。

では、なぜECSNとFeCCSNでは、光球温度が異なるのか。プラトー期の超新星は自由電子によるトムソン散乱の影響を受けるため、放出物質の密度が十分に高い場合、光球面は、水素が電離状態にあるか中性状態にあるかの境界面（再結合面）付近に形成される。図4に、爆発後45日経過した時期のECSN, FeCCSNの密度構造と、光球面および再結合面の位置を示す。FeCCSNでは、水素の再結合面と光球面はほとんど一致している。一方で、ECSNでは、放出物質の密度が低いために、水素の再結合面の内側でも電子散乱の影響が弱く、光球面は再結合面より内側の高温領域（超新星の放出物質は内側ほど温度が高い）に形成されている（図4）。ECSNでこのように密度が低い

は、親星の外層密度が低いため（図1）である。つまり、ECSNのプラトーが青い理由は、親星である super-AGB 星が低密度で広がった外層構造を持つからということが明らかとなった。

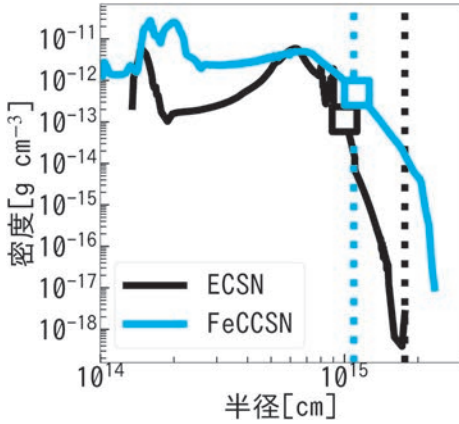


図4 図2のECSN（黒実線）、FeCCSN（青実線）に関する、爆発後45日における放出物質の密度構造。□はそれぞれの光球面を表し、縦破線はそれぞれの水素の再結合面の位置を示す。

### 3. 判別手法

次に、青いプラトーの特徴を用いて、ECSNを低質量なFeCCSNから見分ける手法を考案した。この判別手法では、光度曲線がプラトーからテイルに移る時刻  $t_{PT}$  と、 $t_{PT}/2$  における色指数  $g-r$  を用いる。図5に、今回計算したモデル群に対して、この2つの観測量をプロットした結果を示す。 $t_{PT}$  はおよそプラトーの持続時間に対応し、したがって、 $t_{PT}/2$  はおよそプラトーの中間の時刻に対応するため、図5から、プラトーの持続時間が同程度の場合、プラトーの中間において、ECSNは低質量なFeCCSNより青い色（ $g-r$ が低い）を示しており、両者がきれいに分けられていることがわかる。

次に、この判別手法を、ECSNの有力候補である超新星2018zd、および、近傍のII型超新星である超新星2009N [31]、2009ib [32]、2013fs [33]、2020cxd [34]、2023ixf [35] に適用した（同じく

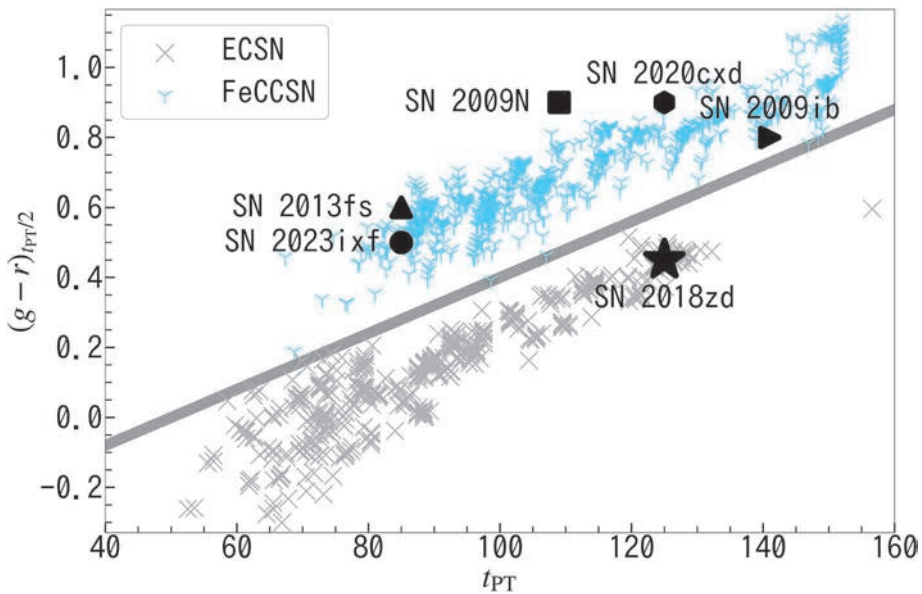


図5 今回新たに提案したECSNの判別手法（灰色の直線）。横軸は、プラトー期からテイル期に移る時刻  $t_{PT}$ 、縦軸は時刻  $t_{PT}/2$  における色指数  $g-r$ 、 $(g-r)_{t_{PT}/2}$ 。灰色の×マークは今回計算したECSNの442個のモデルの値を示し、水色のYマークはFeCCSNの861個のモデルの値を示す。黒色のマーカーは、判別手法を近傍のII型超新星に適用した結果であり、ECSNの有望天体である超新星2018zd（黒★）を判別することに成功した。

図5). 超新星2018zdのみがECSNと判別され、他の超新星はFeCCSNと判別された。判別手法は、2バンドでの測光情報のみを頼りにしているにもかかわらず、高頻度の測光・分光観測に基づき提案された超新星2018zdをECSN候補と判別しており、判別手法が効率的に候補天体を選定する能力を持っていることが示唆される。また、反対に、超新星2018zdは、プラトーの持続時間と色という特徴から見ても、ECSNと支持されることがわかった。

#### 4. ま と め

本研究では、ECSNと低質量なFeCCSNの光度曲線を幅広く調査することで、ECSNがFeCCSNに比べて青いプラトーを見せることを明らかにした。さらに、色進化の違いを反映するECSNの判別手法を新たに提案し、重点的な測光・分光観測によりECSN候補と提案された超新星2018zdを、測光情報のみからECSNと判別することに成功した。

これまで、ECSN候補天体を効率的に選択する方法が乏しく、その調査は、主に、超新星2018zdのように詳細に測光・分光観測された近傍の超新星に限られていた。しかし、本判別手法を提案したことで、今後のECSN探査では測光情報に基づく効率的な候補天体の選択、およびその追観測が可能となる。これにより、観測リソースを効率的に割り当てることができるため、近傍に限らない探査が可能となる。そのため、Zwicky Transient Facility [36] や、Legacy Survey of Space and Time [37] などの、現行、あるいは将来本格運用が開始される突発天体サーベイに本判別手法を用いることで、系統的なECSN探査が可能となると期待される。こうした系統的探査は、ECSNの発生率の解明につながるため、最終的には、どの質量範囲の星がECSNとなるかという恒星進化理論に残された重大な課題にもつながるだろう。

また、本稿では詳細に言及しないが、ECSNは亜鉛をはじめとするいくつかの元素の主要な供給源である可能性が議論されている [5]。こうした超新星爆発の際に新たに合成された重元素の兆候は、爆発後約200日程度経過し、放出物質の密度が低くなった頃に、分光観測を行うことで調査することができる。今後、ECSNの候補数が増えてくれば、その後期スペクトルによって、ECSNの元素合成理論を観測と突き合わせることができ、ECSNが宇宙の化学進化にどのように貢献してきたかを知る手がかりとなるかもしれない。

#### 謝 辞

本稿の内容は主に筆者の博士論文および関連する学術論文 [38] に基づいています。大学院時代の指導教官であり、本稿に目を通しコメントをくださった富永望氏に感謝いたします。また、大学院時代の副指導教官であり、本稿の執筆の機会を与えてくださり、本稿に目を通してくださった守屋堯氏に感謝いたします。

この研究成果は主に国立天文台天文シミュレーションプロジェクト計算サーバを用いて得られました。

#### 参 考 文 献

- [1] Miyaji, S., et al., 1980, PASJ, 32, 303
- [2] Wanajo, S., et al., 2018, ApJ, 852, 40
- [3] Kitaura, F. S., et al., 2006, A&A, 450, 345
- [4] Janka, H.-T., et al., 2008, A&A, 485, 199
- [5] Wanajo, S., et al., 2009, ApJ, 695, 208
- [6] Podsiadlowski, P., et al., 2004, ApJ, 612, 1044
- [7] Schwab, J., et al., 2010, ApJ, 719, 722
- [8] Colgate, S. A., & White, R. H., 1966, ApJ, 143, 626
- [9] Bethe, H. A., 1985, ApJ, 295, 14
- [10] Siess, L., 2007, A&A, 476, 893
- [11] Poelarends, A. J. T., et al., 2008, ApJ, 675, 614
- [12] Limongi, M., et al., 2024, ApJS, 270, 29
- [13] Sumiyoshi, K., et al., 2005, ApJ, 629, 922
- [14] Buras, R., et al., 2006, A&A, 457, 281
- [15] Suwa, Y., et al., 2010, PASJ, 62, L49
- [16] Takiwaki, T., et al., 2012, ApJ, 749, 98
- [17] Burrows, A., et al., 2019, MNRAS, 491, 2715
- [18] Wang, T., & Burrows, A., 2024, ApJ, 962, 71

[19] Grassberg, E. K., et al., 1971, *Ap&SS*, 10, 28  
 [20] Sukhbold, T., et al., 2016, *ApJ*, 821, 38  
 [21] Litvinova, I. Y., & Nadezhin, D. K., 1985, *SvAL*, 11, 351  
 [22] Arnett, W. D., 1980, *ApJ*, 237, 541  
 [23] Tominaga, N., et al., 2013, *ApJL*, 771, L12  
 [24] Moriya, T. J., et al., 2014, *A&A*, 569, A57  
 [25] Kozyreva, A., et al., 2021, *MNRAS*, 503, 797  
 [26] Nomoto, K., et al., 1982, *Nature*, 299, 803  
 [27] Itagaki, K., 2018, *TNSTR*, 2018-285, 1  
 [28] Hiramatsu, D., et al., 2021, *NatAs*, 5, 903  
 [29] Blinnikov, S. I., & Bartunov, O. S., 1993, *A&A*, 273, 106  
 [30] Popov, D. V., 1993, *ApJ*, 414, 712  
 [31] Takáts, K., et al., 2014, *MNRAS*, 438, 368  
 [32] Takáts, K., et al., 2015, *MNRAS*, 450, 3137  
 [33] Bullivant, C., et al., 2018, *MNRAS*, 476, 1497  
 [34] Valerin, G., et al., 2022, *MNRAS*, 513, 4983  
 [35] Zimmerman, E. A., et al., 2024, *Nature*, 627, 759  
 [36] Bellm, E. C., et al., 2018, *PASP*, 131, 018002  
 [37] LSST Science Collaboration, et al., 2009, arXiv [astro-ph.IM], arXiv:0912.0201  
 [38] Sato, M., et al., 2024, *ApJ*, 970, 163

**Light Curves and a Diagnostic of Electron-capture Supernovae**

**Masato SATO**

*Department of Earth Science and Astronomy, The University of Tokyo, 3-8-1 Komaba, Meguro-ku, Tokyo 153-8902, Japan*

Abstract: Massive stars with initial masses close to the low-mass limit for core-collapse supernovae (CCSNe) are expected to explode as electron-capture supernovae (ECSNe), with a mechanism different from that of normal iron-core collapse supernovae (FeCCSNe). Theoretical studies suggest that ECSNe tend to have different explosion energies and nucleosynthesis from typical FeCCSNe, and may therefore contribute differently to the evolution of the Universe. However, ECSNe have remained observationally elusive since their proposal in 1980, leaving them as one of the missing pieces in stellar evolution theory. Recently, SN 2018zd has been proposed as a promising candidate, motivating further observational investigations of ECSNe. To accelerate the observational investigations of ECSNe, we synthesize multicolor light curves of ECSNe and low-mass FeCCSNe, and find that ECSNe exhibit systematically bluer colors than low-mass FeCCSNe. We further propose a diagnostic method to identify ECSNe based on their blue colors. This method enables future systematic surveys of ECSNe and should further accelerate observational investigations of ECSNe.

# 多波長観測で探る急成長中の 超巨大ブラックホール



小 淵 紗 希 子

〈早稲田大学大学院先進理工学研究所 〒169-8555 東京都新宿区大久保 3-4-1〉

e-mail: buchi-13525.cjl@fuji.waseda.jp

銀河の中心に存在する超巨大ブラックホール (Supermassive Black Hole; SMBH) は、中心ブラックホールに物質が降着することで明るく輝く。なかでも明るい天体はクエーサーと呼ばれ、超巨大ブラックホールの持つ  $10^{6-10}$  太陽質量にも達する質量獲得の起源を探る重要天体である。筆者らは、 $z=3.43$  (約 120 億年前) に存在するクエーサーに対して、すばる / MOIRCS 近赤外線分光を行うことで MgII 輝線の速度幅観測からブラックホール質量を見積もり、本天体が超臨界降着状態で成長していることを明らかにした。さらに、本天体は超臨界降着状態の従来の予想に反して X 線でも電波でも明るく輝くという特異な性質を持っている。この性質から、本天体は超臨界降着から通常のクエーサーに遷移途中の状態である可能性を示唆していることを紹介する。

## 1. はじめに

近傍宇宙でバルジを持つ多くの銀河の中心には、太陽質量 ( $M_{\odot}$ ) の数百万倍から数百億倍もの質量 ( $M_{\text{BH}}=10^{6-10} M_{\odot}$ ) を持つ超巨大ブラックホール (Supermassive Black Hole; SMBH) が存在することが知られている。これほど膨大な質量がいつどのように集積してきたかはいまだ謎に包まれているが、その質量の起源を探る鍵となる種族が活動銀河核 (Active Galactic Nuclei; AGN) である。SMBH そのものは電磁波放射をしないものの、極めて強い重力を持った SMBH の周りにはときおりガスが降着し、降着円盤が形成される。これらの降着物質が重力エネルギーを解放することで SMBH は明るく輝き、AGN として観測される。

AGN の中でも、総光度 ( $L_{\text{bol}}$ ) が  $L_{\text{bol}}=10^{45} \text{ erg s}^{-1}$  を超えるような特に明るいものはクエーサーと呼ばれる。その明るさゆえ、クエーサーは  $z=2$  を

超えるような遠方 (過去) の宇宙においても数多く発見されてきた。近年の観測結果では、宇宙誕生から 10 億年未満の初期宇宙でさえ  $10^9-10 M_{\odot}$  のクエーサーが複数発見されており、宇宙最遠方のクエーサーは  $z=7.6$  で  $M_{\text{BH}}=1.6 \times 10^9 M_{\odot}$  もの BH 質量を持つ。 $z=7.6$  と言えば宇宙誕生からわずか約 6 億 8000 万年しか経っていない。宇宙初期にどうやってこれほど重い SMBH を成長させるかを解明することは、天文学の重要な課題の一つである。この急速な成長過程として示唆される段階のひとつが、超臨界降着と呼ばれる SMBH へのガス降着状態である。

## 2. 超臨界降着とは何か

球対称な質量降着において、降着する各ガス粒子には SMBH の重力場による重力と降着円盤からの放射による輻射圧がそれぞれ逆向きに働く。基本的には、多くのガスが降着するとその分降着円盤の光度も高くなるが、輻射圧が重力を上回る

とガスは外向きに吹き飛ばされ、それ以上降着できなくなってしまう。つまり、重力と輻射圧が釣り合う状態での光度がその天体の最大光度となる。このような光度はエディントン限界光度 ( $L_{\text{Edd}}$ ) と呼ばれる。  $L_{\text{Edd}}$  は SMBH のブラックホール質量 ( $M_{\text{BH}}$ ) と比例関係にあり、

$$L_{\text{Edd}} = 1.3 \times 10^{38} \left( \frac{M_{\text{BH}}}{M_{\odot}} \right) \text{ ergs}^{-1} \quad (1)$$

と与えられる。さらに、天体の総光度 ( $L_{\text{bol}}$ ) とエディントン光度の比はエディントン比  $\lambda_{\text{Edd}} = L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}$  として定義され、その天体が上記の球対称降着の理論限界値と比べてどのくらいの質量降着率を持っているかを表す指標として使われる。上で書いた「釣り合い状態」では、 $\lambda_{\text{Edd}}$  は 1 かそれ以下となることが観測的に期待される。

しかし、実際の質量降着はこのような理想的な球対称でのみ起こるわけではなく、大量のガスが非等方的に降着すれば、放射を主に極方向に逃がすことで  $\lambda_{\text{Edd}} > 1$  となり得ることが理論的に提唱されている。また、多くのガスが降着すると、光子捕捉と呼ばれる現象が発生し、降着円盤内部で発生した光子がガスと一緒に SMBH に飲み込まれてしまうことでより効率的な  $\lambda_{\text{Edd}} > 1$  の質量降着が実現するとも考えられている。このような  $\lambda_{\text{Edd}}$  が 1 を上回る質量降着を超臨界降着と呼ぶ [1-4] が、実際に近傍宇宙では NLSy1 と呼ばれる種族では超臨界降着流が実現されていることが観測的にも示唆されている [5]。

このような超臨界降着状態が初期宇宙のクエーサーでも実現していれば、 $z=7$  に存在する SMBH に成長することが比較的容易となるため、遠方宇宙における超臨界降着状態のクエーサーを探索することは SMBH 成長を知るうえで非常に重要となる。

### 3. X線と電波で AGN を見る

超臨界降着状態にある AGN は決して多くはな

く、このような稀な天体を見つけるためには、より広域での探査をする必要がある。今回筆者らは、eROSITA 衛星による広域 X 線サーベイの eFEDS カタログ [6] と VLA 電波干渉計による広域電波サーベイである FIRST カタログ [7] の双方で検出された電波 AGN カタログ [8] から、超臨界降着の候補天体を探査した。X 線と電波はどちらも吸収に強く、周囲に多くのガスやダストが存在する超臨界降着天体では、AGN から放射された光がガスやダストに大幅に吸収されることなく観測できる点は非常に重要である。

当初、eROSITA/eFEDS と VLA/FIRST による X 線と電波のクロスマッチは、高い感度と広い視野を兼ね備えた eROSITA 衛星の特長を活かして、X 線で明るい電波 AGN カタログを構築することを目的として実施された。その結果、赤方偏移  $z=1-4$  に及ぶ幅広い天体が同定されたが、中でも際立って X 線光度が高かったのが  $z=3.4$  に位置する eFEDS J084222.9+001000 (以下 eFEDS のカタログ ID にちなみ ID830 とする) である (図 1)。  $10^{46} \text{ erg s}^{-1}$  を超える非常に明るい X 線光度は、  $10^{10} M_{\odot}$  の SMBH 質量を持った天体のエディントン限界光度 ( $\lambda_{\text{Edd}}=1$ ) に相当する。この宇宙に

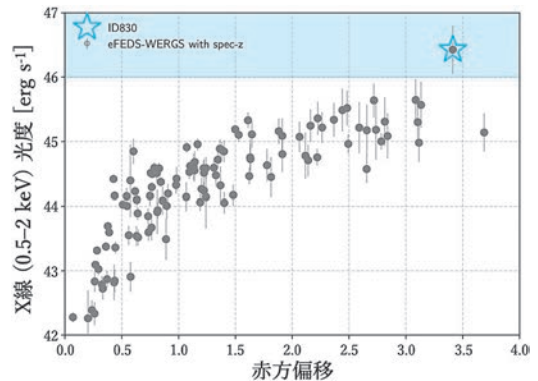


図 1 eROSITA/eFEDS と VLA/FIRST による X 線と電波のクロスマッチ結果。横軸は赤方偏移、縦軸は吸収補正された 0.5-2 keV の X 線光度 (log スケール) を表す。中でも最も X 線光度の高い天体 (星でマークされた天体) が今回の研究対象 ID830 である。

存在する SMBH の上限値は赤方偏移到依存せず  $M_{\text{BH}} \sim 10^{10} M_{\odot}$  であることが知られているので、このクエーサー ID830 は、X線でも電波でも明るいにもかかわらず、 $\lambda_{\text{Edd}} > 1$  を実現しそうな極めて稀な超臨界降着天体の有力候補、もしくは  $M_{\text{BH}} > 10^{10} M_{\odot}$  となるような宇宙で最も大きい SMBH 質量を持った天体のどちらかとなる興味深い天体であった。前者と後者、どちらの結果に転んでも面白いだろうということで、この天体の BH 質量を調べることとなった。

#### 4. SMBH 質量と降着率の推定

候補天体 ID830 が実際に超臨界降着下にあるかどうかを判断するには、まず SMBH の質量を精度良く求める必要がある。本研究ではシングルエポック (Single-epoch) 手法を用いた [9]。この手法は、ブラックホール近傍のガスが強い重力場の支配下で高速に運動しているとしたとき、輝線の幅からガスの速度を、連続光光度から空間スケールを見積もり、速度とスケールから質量を推定する手法である。輝線幅と連続光光度はいずれも単一の分光観測から同時に取得できるため、分光スペクトルさえ手に入れば比較的容易に質量が推定できるというメリットがある。本研究では、中でも誤差の少ない測定が可能な MgII 輝線 (静止系  $\lambda_{\text{rest}} = 2798 \text{ \AA}$ , 観測系では  $\lambda = 12413 \text{ \AA}$ ) を用いた SMBH 質量推定を行うため、すばる望遠鏡 MOIRCS (Multi-Object Infrared Camera and Spectrograph) [10, 11] による近赤外分光観測を実施した。

MOIRCS は、すばる望遠鏡が有する多天体近赤外撮像・分光装置であり、広視野かつ深い感度での複数天体の同時分光観測が可能である。2000 年代初頭に Sloan Digital Sky Survey (SDSS) が登場したことで、可視分光によるクエーサー研究は飛躍的に発展したが、SMBH 質量の推定に必要な MgII 輝線や H $\beta$ , H $\alpha$  輝線は赤方偏移到 2-3 を超えるような遠方天体では近赤外帯にシフト

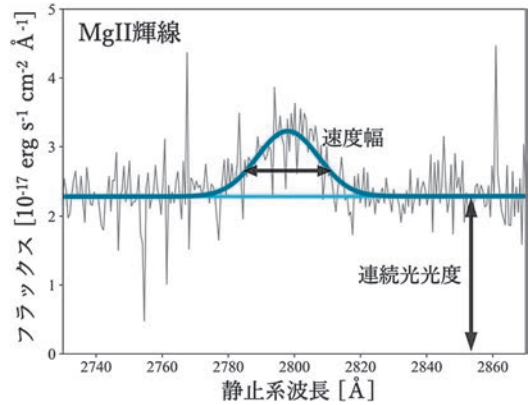


図2 すばる望遠鏡 MOIRCS によって観測された MgII 輝線のスペクトル。MgII 輝線の速度幅および連続光光度を用いて、SMBH 質量と BH 質量降着率を推定した。

してしまい、3000-10000  $\text{\AA}$  をカバーする SDSS では観測することができない。近年、James Webb Space Telescope (JWST) の台頭により高赤方偏移クエーサーの近赤外分光観測は急速に発展しているが、その中でもすばる望遠鏡が運用する MOIRCS が果たす役割は依然として大きい。

MOIRCS 観測は天候にも恵まれ、ID830 の MgII 輝線を無事検出することができた (図2)。MgII 輝線の輝線幅と輝線付近の連続光光度から SMBH 質量を見積もった結果、 $M_{\text{BH}} = 4.4 \times 10^8 M_{\odot}$  と求まり、さらに SMBH 質量と静止系 UV (紫外線) 光度から見積もったエディントン比は  $\lambda_{\text{Edd}} = 1.4 > 1$  であると判明した。つまり、超臨界降着の候補天体であった ID830 は確かに超臨界降着状態にあり、まさに急速に成長中だということがわかったのである。X線でも電波でも明るい超臨界降着クエーサーの発見は、今までにない特異な条件が重なった貴重な観測例である。

しかし、ここでもう1つ興味深い点が見つかった。推定した SMBH 質量をもとに、eROSITA/eFEDS X線観測によって得られた X線光度からも同様にエディントン比を求めたところ、 $\lambda_{\text{Edd}} = 12.8$  と求まった。すなわち、UV 光度に基づくエディントン比 ( $\lambda_{\text{Edd}} = 1.4$ ) を、本来一致するはず

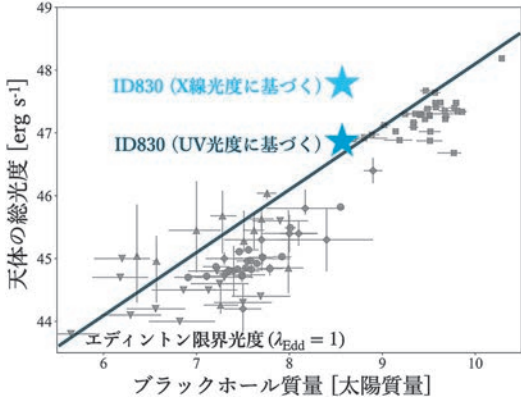


図3 ブラックホール質量 (log スケール) と天体の総光度 (log スケール) の関係. 多くの天体はエディントン限界光度 ( $\lambda_{\text{Edd}}=1$ ) を表す直線を下回っている一方, ID830はエディントン限界光度を上回る超臨界降着を示し, さらにX線光度から求めたエディントン比 ( $\lambda_{\text{Edd}}=12.8$ ) はUV光度から求めたエディントン比 ( $\lambda_{\text{Edd}}=1.4$ ) を10倍近く上回っている.

のX線光度に基づくエディントン比 ( $\lambda_{\text{Edd}}=12.8$ ) がおよそ10倍近く上回っているということである (図3). 仮にX線光度に基づくエディントン比が正しい場合, この天体はエディントン限界光度を大幅に上回る降着率で, 史上最速級に成長しているクエーサーだということになる.

### 5. 過剰なX線放射はどこから?

では, 異常に明るいX線はどこからきたのだろうか? この問題を深掘りするために, まずは降着円盤とコロナの関係性に着目したい. 多くのクエーサーでは, 降着円盤からUV・可視光が, より高温な内側のコロナ領域からX線が放射される. 両者のバランスを調べる上で重要となるのが,  $\alpha_{\text{OX}}$  と呼ばれる指標である.  $\alpha_{\text{OX}}$  は2 keVにおけるX線光度 ( $L_{2\text{keV}}$ ) と2500 ÅにおけるUV光度 ( $L_{2500\text{Å}}$ ) の比を表し,

$$\alpha_{\text{OX}} = 0.384 \times \log \left( \frac{L_{2\text{keV}}}{L_{2500\text{Å}}} \right) \quad (2)$$

と定義される [12]. これまでの先行研究で超臨界降着が示唆された天体では, いずれもUV光度に比べてX線光度が低いことが知られていた. 例えば, 近年JWSTにより発見され大きく注目を集める“little red dots” (LRDs) [13] は, 超臨界降着下にある可能性が示唆されているが,  $\alpha_{\text{OX}} < -1.8$  を満たすこと (X線で非常に暗いという意味) が報告されている [14]. すなわち, 超臨界降着状態では, 降着円盤からのUV光度に比べてコロナからのX線放射が抑制される傾向があるということだ. この要因としては, 高い降着率のもとでは, 円盤からの激しい放射によってコロナが効率的に冷やされるという可能性が指摘されている [15]. しかし, 今回の対象天体であるID830は, 超臨界降着下にあるにもかかわらず, 従来の  $\alpha_{\text{OX}} < -1.8$  という観測結果に反し  $\alpha_{\text{OX}} = -1.2$  という非常に高い値を示した. つまり, 本来放射冷却によって活動が抑制されているはずのコロナが, 依然として高温な環境を保っており, その結果激しくX線を放射していると解釈できる.

このようなX線過剰が生じる原因の1つとして考えられるのが, 突発的な降着率の増加に伴う降着状態の遷移である. 近年, 光度やスペクトルの形状が多波長に渡って劇的に変化するAGNの存在が明らかになっており, これらの天体はchanging-look AGNと呼ばれている [16]. Changing-look AGNの変化は主に降着率の大きな変化によって引き起こされると考えられているが, このようなAGN特性の変化を詳細に追うためには, 長期間にわたる継続的な観測が必要である. その一例として,  $z=0.019$  のchanging-look AGNである1ES 1927+654は3年間にわたる多波長モニタリング観測が実施され, 突発的な降着率の増加に伴う  $\alpha_{\text{OX}}$  の推移が記録された [17].

報告された1ES 1927+654の  $\alpha_{\text{OX}}$  遷移過程は, 以下のような流れである. まず, 潮汐破壊現象 (Tidal Disruption Event; TDE) によって突如激しい質量降着が引き起こされる. TDEとは, 恒星が

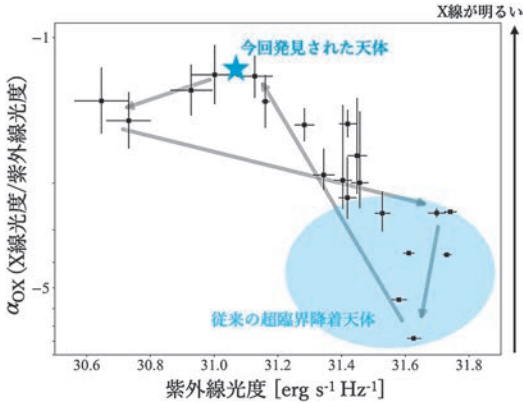


図4 UV光度 (log スケール) と  $\alpha_{OX}$  の関係. 右下の領域は、従来のX線で暗い超臨界降着天体 ( $\alpha_{OX} < -1.8$ ) が占める領域であり、ID830 (星でマークされたプロット) はこれらと比較して非常に高い値を持つ. 黒いプロットで表された1ES 1927+654の $\alpha_{OX}$ は時間経過に伴い矢印に沿って遷移し、ID830はその遷移過程の途中に位置する.

SMBHに近づいた際に、強力な潮汐力によって破壊される現象のことである。この降着バーストによって、1ES 1927+654の降着率は一時的に $\lambda_{Edd} = 4.2$ まで急増し、超臨界降着を実現する。その後、降着円盤からの激しい放射によってコロナは急激に冷却され、X線光度は著しく低下する。これが、まさしく従来の超臨界降着天体で観測されたX線で暗い性質に相当する段階である。しかし、降着率が落ち着きUV光度が低下するにつれて、冷えていたコロナは徐々に回復し、X線光度も増加していく。最終的に $\alpha_{OX} \approx -1.0$ まで到達した後、降着率は元の $\lambda_{Edd} = 0.7$ 程度に収束する。

では本研究のID830はどうだろうか。図4は、1ES 1927+654の $\alpha_{OX}$ 遷移過程と、著者らによって計算された $\alpha_{OX} = -1.2$ を示すID830を重ねたものである。その結果、ID830はまさにちょうど状態遷移の途中であるかのような位置にいることが分かった。つまり、ID830も近傍のchanging-look AGNで観測されたような遷移段階にいるとすれば、従来の観測結果にそぐわない過剰なX線放射

も説明ができる、ということである。この仮説が正しいとすると、ID830は、従来のX線で暗い超臨界降着状態と一般的な標準降着円盤モデルの間を結び付ける橋渡的存在となるといえるだろう。

一方で、1ES 1927+654の事例と今回のID830を比較する上では、両者のスケールの違いを十分に理解する必要がある。 $z=0.019$ の近傍に存在し、かつ $10^7 M_{\odot}$ 程度の比較的低質量なSMBHを持つ [18] 1ES 1927+654とは異なり、ID830は $z=3.4$ という遠方であり、そのSMBH質量は $10^{8.5} M_{\odot}$ を超える。1ES 1927+654では、TDEによって突発的に降着率が増加したと考えられているが、TDEが起こる半径はブラックホールの質量に依存しており、十分に重いSMBHでは恒星が潮汐破壊されることなくそのまま飲み込まれてしまう場合がある。ID830のような非常に重いブラックホールにおいては、一般的な主系列星ではそもそもTDEを起こすことができないのである。そのため、ID830において突発的に降着率を上げるには、非常に大きなガス雲を落とす必要がある。また、状態遷移にかかる時間も天体のスケールに応じて異なる。1ES 1927+654の例では、1つのサイクルにおよそ650日を要したが、ID830では、赤方偏移とSMBH質量に比例して時間スケールも大きくなると仮定すると、降着バーストから元の降着率に戻るまでにおよそ300年も時間を要することになる。すなわち、この天体はおよそ300年にわたって降着状態の遷移段階にあることが予想される。

## 6. 隠れた母集団の可能性

ここまで、本研究で明らかにされたID830のX線特性について掘り下げてきたが、加えてこの天体の電波特性についても触れておきたい。先述したように、電波AGNはAGN全体の約10%を占めていると考えられている [19]。そこで著者らは、電波AGNの割合が本研究の観測結果とどの程度整合的か調べるために、天体の数密度を計算

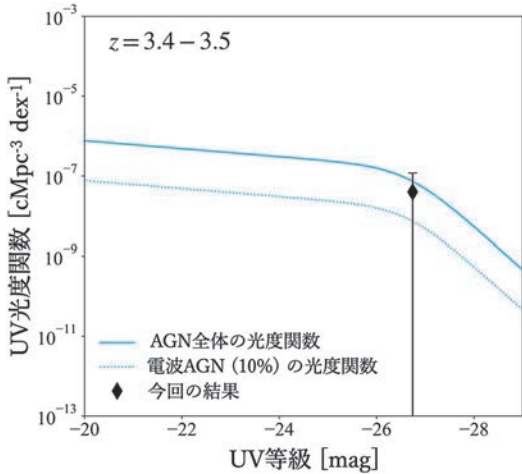


図5 AGNのUV光度関数. 実線はAGN全体の光度関数, 点線は電波AGNの割合を10%と仮定したときの電波AGN光度関数. 今回の研究結果によって得られた電波AGNの数密度は, 従来の電波AGN光度関数を大きく上回っている.

した.

eROSITA/eFEDSの65 deg<sup>2</sup>領域内で少なくとも1天体の電波クエーサーが発見されたことを踏まえ, UV光度から赤方偏移3.4-3.5における電波クエーサーの数密度を推定したところ,  $n \approx 4 \times 10^{-8} \text{ Mpc}^{-3}$ と求まった. この値は, UVのAGN光度関数(光度と数密度の関係)から求めた同じUV光度におけるAGNの数密度の約57%に相当する. つまり, 今まで考えられていた約10%という電波AGNの割合を大きく上回る結果となった(図5). この結果は, 少なくとも赤方偏移3.4付近における電波AGNの数密度は, 従来のUV観測に基づく見積もりでは過小評価されている可能性が高いということを示唆している. 言い換えると, いまだ見つかっていない電波AGNが多く存在している可能性を示唆しており, 高赤方偏移において未検出の電波AGNやクエーサーを明らかにする広域電波サーベイの重要性を強く示している.

電波AGNがどのくらい多く存在するのか, という問いは, AGNとその母銀河の共進化を探る

上でも非常に重要である. AGNと母銀河は, お互いに影響を与え合って進化してきたと考えられているが, 中でもAGNの活動によって母銀河の星形成が抑制(あるいは促進)される現象をAGNフィードバックという[20]. このAGNフィードバックを引き起こす要因の1つとして考えられているのが, 電波AGNから放射される宇宙ジェットである. そのため, 電波AGNの割合を正しく理解することは, AGNと母銀河の共進化においてどの程度AGNフィードバックが効き得るのかを理解することにつながる. 今回の結果は,  $z=3$ を超えるような初期宇宙において, 電波AGNによるAGNフィードバックが無視できない役割を果たす可能性を示唆しているといえるだろう.

## 7. 今後の展望

本稿では, eROSITA/eFEDS広域X線サーベイとVLA/FIRST広域電波サーベイのクロスマッチによって発見された, X線でも電波でも明るい超臨界降着クエーサーID830( $z=3.4$ )について紹介した. この天体はX線が非常に明るく, X線光度に基づくエディントン比( $\lambda_{\text{Edd}}=12.8$ )が正しければ, 史上最速級の成長を遂げていることとなり, SMBHの起源解明にまた一歩近づくきっかけとなる.

今後の展望としては, Very Long Baseline Array (VLBA)による高空間分解能の電波観測を予定している. 超臨界降着下でのジェット形成機構はいまだよくわかっていない部分が多い. 理論的には超臨界降着状態におけるジェット形成が可能であることが示唆されている[21]ものの, そのような天体が実際に発見された例は少なく, 観測的な理解はまだまだこれからである. VLBAはミリ秒角にもおよぶ高い分解能を有しているため, ID830のような遠方天体においてもSMBH近傍の活動を詳細に追うことができる. そのため, 今回の研究で超臨界降着状態にあることが確認され

たID830をVLBAで観測し、その電波光度がどこから来ているのかを知ることができれば、超臨界降着でのジェット形成の解明にも大きく近づくことができると思われる。また、電波ジェットの放射が、本稿でも取り上げたようなクエーサーの遷移過程や過剰なX線放射とどのように関連しているのかについても迫れるかもしれない。この観測はすでに2025年5月に実施済みであり、今後の解析によってその結果を報告できればと思う。

## 謝辞

本稿で紹介した研究内容は、著者らの出版論文[22]および著者の早稲田大学卒業論文に基づいています。指導教員である東北大学の市川幸平准教授には、当時天文学の知識が全くなかったにもかかわらず、一から丁寧に指導いただき、長時間にわたる議論にもお付き合いいただきました。ここに深く感謝申し上げます。また、天文月報編集委員の田中壱氏には、本稿を執筆する貴重な機会を与えてくださったこと、厚く御礼申し上げます。

## 参考文献

- [1] Abramowicz, M. A., et al., 1988, ApJ, 332, 646
- [2] Ohsuga, K., et al., 2005, ApJ, 628, 368
- [3] 大須賀健, 2009, 天文月報, 102, 318
- [4] 杉村和幸, 2017, 天文月報, 110, 635
- [5] Doi, A., et al., 2012, ApJ, 760, 41
- [6] Brunner, H., et al., 2022, A&A, 661, A1

- [7] Helfand, D. J., et al., 2015, ApJ, 801, 26
- [8] Ichikawa, K., et al., 2023, A&A, 672, A171
- [9] Shen, Y., et al., 2011, ApJS, 194, 45
- [10] Ichikawa, T., et al., 2006, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 6269, 626916
- [11] Suzuki, R., et al., 2008, PASJ, 60, 1347
- [12] Tananbaum, H., et al., 1979, ApJ, 234, L9
- [13] Matthee, J., et al., 2024, ApJ, 963, 129
- [14] Inayoshi, K., & Ichikawa, K., 2024, ApJ, 973, L49
- [15] Inayoshi, K., et al., 2025, PASJ, 77, 811
- [16] Ricci, C., & Trakhtenbrot, B., 2023, Nat. Astron., 7, 1282
- [17] Li, R., et al., 2024, ApJ, 975, 140
- [18] Trakhtenbrot, B., et al., 2019, ApJ, 883, 94
- [19] Ivezić, Ž., et al., 2002, AJ, 124, 2364
- [20] Fabian, A. C., 2012, ARA&A, 50, 455
- [21] Blandford, R., et al., 2019, ARA&A, 57, 467
- [22] Obuchi, S., et al., 2026, ApJ, 997, 156

## Multiwavelength Studies of a Rapidly Growing Supermassive Black Hole

**Sakiko OBUCHI**

*Waseda University, 3-4-1 Okubo, Shinjuku, Tokyo 169-8555, Japan*

Abstract: Supermassive black holes (SMBHs), millions to billions of times the mass of the Sun, sit in the centers of most galaxies. They grow by accreting surrounding gas, yet a fundamental puzzle remains: how some of them became so massive at early stages of cosmic history. We have discovered an SMBH in the early universe, about 12 billion years ago, that is undergoing extremely rapid growth. Despite accreting enormous amounts of gas, this object exhibits rule-breaking properties, shining brightly in both X-rays and radio. In this article, we present the intriguing results of this source revealed by the multiwavelength observations.

# 日本天文学会早川幸男基金による渡航報告書

## *Final Adjustments of the Solar Flare Sounding Rocket Experiment FOXSI-5 at White Sands Missile Range*

氏 名：吉田有佑（名古屋大学大学院理学研究科  
M2（渡航当時））

渡航先：アメリカ合衆国 ニューメキシコ州

期 間：2026年3月8～22日

本出張は、日本天文学会早川幸男基金の支援を受け、Focusing Optics X-ray Solar Imager: FOXSIの5回目の打ち上げであるFOXSI-5ロケット全体の統合試験を米国White Sands Missile Rangeにて実施した。

FOXSI-5は2024年4月に打ち上げられた前号機FOXSI-4のリフライトミッションであり、FOXSI-4、5ともに太陽フレアの軟／硬X線集光撮像分光観測を通してフレアに伴う粒子加速・プラズマ加熱機構等の解明を目的としている。太陽フレアは、磁気リコネクション、粒子加速、プラズマ加熱等、宇宙で普遍的に見られる物理現象を内包しており、その機構を解明することで、宇宙物理学、プラズマ物理学、地球物理学等の幅広い分野に応用することが可能である。太陽フレア機構の解明には詳細な空間構造の把握が必須であるため、我々は高角度分解能宇宙X線望遠鏡を開発してき

た。昨年3月から6月にかけて望遠鏡単体の振動耐性評価試験、地上較正試験を行い、7月にペイロードへの取り付けを行った。本試験はロケット全体の統合試験であり、打ち上げの是非に関わる最終試験となる。ここで得られる知見は、現在進行中の超小型衛星搭載用X線望遠鏡の開発のみならず、超小型衛星開発の全体像を俯瞰する上でも極めて重要なものとなる。また、本衛星は太陽観測にとどまらず、将来的にはブラックホールや恒星など、他天体の観測への展開も視野に入れている。

本出張では、ロケット全体の統合試験を行った。主な試験内容として、剛性試験、振動耐性評価試験、テレメトリー試験、シークエンス試験等、機械強度・姿勢制御・通信・オペレーションといった様々な観点で評価された。その中でも我々の望遠鏡との関わりが深いのは振動耐性評価試験と振動試験前後のX線アライメント試験である。振動試験は前号機FOXSI-4での実績を踏まえ、エンジンの段階分離に伴う正弦波振動を除き、音響振動を模擬した3軸のランダム加振試験を行った。

最も破壊の恐れがあった他望遠鏡1台にのみ加速度計が取り付けられたが、この加速度計の応答と過去振動試験の実測値から我々の望遠鏡に対する振動負荷を予想し、その負荷が非常に小さいことを確認した。X線アライメント試験は、望遠鏡の20 m先からX線を照射し、検出器で得られたイメージを解析することで望遠鏡のアライメント状態を推定するものである。しかし、振動試験前は使用したX線発生器の強度が弱く、アライメント状態の推定に十分な統計数を得ることができなかった。そのため、検出器チームと協力し、アラ



熱制御用フィルターを望遠鏡に取り付けている様子。



現地チーム全員の集合写真.

イメントの推定に十分な統計数を得るために必要な露光時間・X線の強度を理論的に見積もり、露光時間の延長もしくはより強いX線発生器の使用が必要であることを提示した。結果、振動試験後のX線アライメント試験では強度が1桁大きいX線発生器を使用することでチーム全体が合意し、振動試験前と同程度の露光時間でアライメント状態の推定に十分な統計数を得ることに成功した。得られたデータは現在解析中であり、最終的なアライメント状態はデータ解析時に必須となる応答関数のパラメータに組み込まれる。

本出張で、ロケット全体の統合試験の内容を知ることができた。私の滞在期間で行われたものは全体の2分の3程度であるが、我々が進めている

超小型衛星搭載用X線望遠鏡開発においても今回の経験を踏まえ、打ち上げまでの見通しを持った開発を進めていきたい。

本出張は本来11月の渡航を予定していたが、米国事情の影響により、出張期間の大幅な遅れが生じてしまい、渡航時期が3月になってしまった。不測の事態にも関わらず、何度も相談に何度も乗っていただいた一丸浩平氏に感謝申し上げたい。また、本出張で得られた経験は私のキャリアにとっても大きな刺激を与え、そのような機会を実現してくださった日本天文学会早川幸男基金関係者の皆様、現地で快く受け入れていただいたFOXSI-5ミッションPIのJuan Camilo Buitrago-Casas氏に感謝申し上げます。

# 日本天文学会早川幸男基金による渡航報告書

## Peering through an Opaque ISM/Visit to the University of Milano-Bicocca

氏 名: 伊藤茉那 (筑波大学理工情報生命学術院  
数理解物質科学研究群物理学学位プログラム  
ム D1 (渡航当時))

渡航先: イタリア共和国 フェラーラ

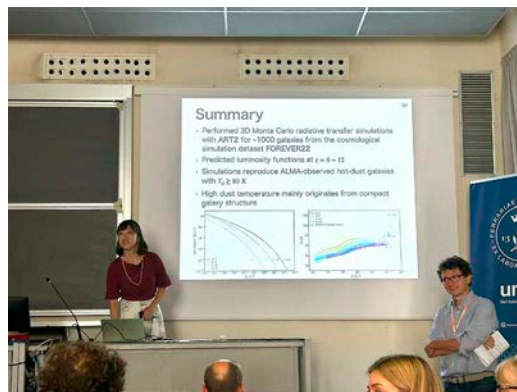
期 間: 2025年8月30~9月12日

### 本渡航の概要

2025年9月1日~5日にイタリア・フェラーラで開催された国際研究集会“Peering through an Opaque ISM”に参加し、口頭発表“Predicting Infrared Luminosity Functions with 3D Radiative Transfer Calculations”を行った。本研究会は遠方銀河におけるダストに覆われた星間物質をテーマとしたものである。渡航を通じて、観測・理論双方の観点から当該分野の到達点と課題を俯瞰し、自身の研究の位置づけを再確認するとともに、今後の解析方針に関する具体的な示唆を得た。また、会議終了後にUniversity of Milano-Bicoccaを訪問し、関連研究者と意見交換を行った。これらの議論で得た知見は、今後の研究計画へ反映させるための重要な足がかりとなった。

### 国際会議“Peering through an Opaque ISM”の主旨

本研究会は、遠方銀河に存在する高密度でダストに覆われた星間物質 (obscured ISM) の性質解明を目的として開催された。ダストによる減光・遮蔽は、観測上の制約としてしばしば問題となる一方で、赤外線放射や減光、ガンマ線バーストなどの多様な観測指標を用いることで、星間物質の温度・密度・組成・空間分布といった物理状態を逆に推定するための重要な手がかりにもなる。本会議では、JWSTやALMAを中心とする最新の観測成



口頭発表中の伊藤  
(撮影: Bovornpratch Vijarnwannaluk)

果を軸に、数値シミュレーションをはじめとする最先端の理論研究と結びつけ、様々な波長帯や手法を用いてobscured ISMを俯瞰的に捉えるための議論が行われた。観測と理論の知見を統合することで、銀河進化の文脈における星間物質の遮蔽の役割を整理し、異なる分野間の連携を促進することを目指している。申請者の研究で扱う赤外線光度関数やダスト温度の理論予測は、obscured ISMをダストの赤外線放射から読み解く上で基盤となる量であり、観測結果の解釈や将来観測の設計に直接関わるものである。ブラックホールや恒星を始め他の天体の観測を行うことも予定している。

### 研究内容と成果

本研究では、大規模な宇宙論的シミュレーション「FORMATION and EVOLUTION of galaxies in EXTREMELY OVERDENSE REGIONS (FOREVER22; Yajima et al. 2022)」で得られた1000個以上の銀河サンプルに対し、3次元のモンテカルロ輻射輸送計算コード「All-wavelength Radiative Transfer with Adaptive Refinement Tree (ART2; Yajima et al.

2012; Li et al. 2008)」を適用することで、 $z=6-12$ のダストに覆われた星形成銀河 (dusty galaxy) における赤外線光度関数およびダスト温度の統計的性質を予測した。その結果、高赤方偏移の銀河ほど単位体積あたりの銀河数密度が低下する傾向が見られた。また、ダスト温度について解析した結果、赤外線光度 $L_{\text{IR}}$ が同程度でも高赤方偏移の銀河ほどダスト温度が高い傾向を示し、近年 JWST や ALMA の観測で注目されている $z=8$ 、 $T_{\text{d}} \sim 80$  K の高温ダスト銀河もシミュレーションによって自然に再現された。銀河のサイズの解析から、このような高温ダストはコンパクトな構造に起因すると考えられる。これらの予測は、将来の遠方銀河観測に対する理論的指針を与えるものである。

## 渡航を通じて得られた成果と今後の展望

今回の渡航では、国際研究会“Peering through an Opaque ISM”において研究成果を口頭発表し、異分野の研究者を含む多くの参加者に自身の研究を周知することができた。同分野の研究者からも具体的な助言を得られ、特に University of Bologna の Michele Costa 氏や Francesca Pozzi 氏とは、ダスト温度の推定方法や AGN 寄与に関して活発な議論を交わし、今後も継続的に連絡を取り合うこととなった。また、Kazushi Iwasawa 氏や Francesco Calura 氏からも有益なコメントをいただき、研究の深化に直結する人的ネットワークを構築できた。また、多様な講演の聴講を通じて理論的・観測的知見を広げることができた。特に Jacque-

line Hodge 氏の講演からは、今後の ALMA 観測の課題として高赤方偏移における光度関数の構築が喫緊のテーマであると示され、自身の研究との関連を再確認する機会となった。また、Francesca Matteucci 氏、Irene Shivaiei 氏、Hiddo Algera 氏らによるダスト進化に関する発表からは、ART2 内で用いているダストモデルの妥当性を考察する上で重要な知見を得ることができた。

研究会終了後には、University of Milano-Bicocca を訪問し、自身の研究成果の講演および関連研究者との意見交換を行った。Sebastiano Cantalupo 氏からシミュレーション解像度に関する助言を、Weichen Wang 氏からダストモデルに関する助言を得た。これらの知見を今後の解析に反映させ、新しい成果が得られ次第、国際的な共同研究者と共有・議論を継続していく予定である。以上より、本渡航の主な成果は、研究成果の国際的発信に加えて、観測・理論双方の研究者から研究を発展させるための具体的助言を得たこと、ならびに将来の共同研究につながる人脈を形成できたことにある。

## 謝 辞

今回の渡航を通じて、国際研究集会で口頭発表を行い、今後の研究を発展させる上で重要な知見を得ることができました。早川幸男基金のご支援ならびに関係者の皆さまのご協力により、このような貴重な機会を賜りましたことに、心より御礼申し上げます。本渡航で得た知見を今後の研究に活かし、成果として結実させてまいります。

# 日本天文学会早川幸男基金による渡航報告書

## *Exploring the Sun at High-Resolution: Present Perspectives and Future Horizons*

氏 名：大場崇義（マックスプランク太陽系研究所 研究員（渡航当時））

渡航先：インド ウダイプル

期 間：2026年2月7～15日

申請者は、2026年2月10日-13日にてインド・ウダイプルで開催される国際会議“Exploring the Sun at High-Resolution: Present Perspectives and Future Horizons”において、招待講演として研究成果を発表しました。本会議の目的は、現行の地上望遠鏡からスペース望遠鏡まで幅広い科学トピックを網羅し、次世代の太陽物理学が直面する科学課題について議論することです。2030年代以降には、地球軌道を離脱する太陽観測や宇宙天気予報を目的とした人工衛星の台頭が期待されており、多点太陽観測（ステレオスコピック診断）が今後の重要な研究方向の1つとなっています。私の講演タイトルは“Stereoscopic diagnostics of the granulation: Two components of the velocity field vector using Hinode and Solar Orbiter”であり、本会議のテーマの1つであるステレオスコピック診断を用いたベクトル速度場の導出を世界で初めて実証した研究成果として報告しました。

招待講演であったため、十分な時間をかけて研究背景と自身の研究成果を発表でき、質疑応答時および休憩時間を通じて多くの質問を受けることができました。ロッキードマーティン先端技術研究所のSouvik Bose氏からは、ステレオスコピック解析において重要となる位置合わせに関する質問を受け、後日、詳細について直接議論する機会を得ました。同氏も精密な位置合わせ手法を工夫しており、新しい知見を得ることができました。マックスプランク太陽系研究所のPradeep Chitta氏からは、「ベクトル速度場の導出によって発散

流を発見したとのことだが、回転流の存在も期待されるのではないか」と質問を受けました。私自身、発散流・回転流の両方が存在することは期待しておりますが、ベクトル3成分のうち観測可能な2成分のみから回転流を特定することは容易ではなく、これまで検討を後回しにしていた側面がありました。

今回の質問を通じて、本テーマが1つの課題として意義を有することを認識しました。同研究所のDavid Ivens氏とは、「発散流領域において動径方向の流れとして物理モデルを仮定することで、どのような議論が可能か」とブレインストーミング的な内容についても考察することができました。共同研究者でもあるスペイン・アンダルシア天体物理学研究所のLuis Bellot Rubio氏とは、発表スライドで簡単に紹介していた観測角度差に起因する放射強度差について議論を交わすことができました。

現研究課題のメインターゲットである速度場解析とは異なるものでしたが、研究意義と方向性を議論することで、独立した課題として進められるポテンシャルがあるとの共通認識に至り、今後も本課題について継続的に議論していくこととなりました。また、同研究所のHanna Strecker氏と、本研究課題において主要な役割を果たしているSolar Orbiterのデータ較正プログラムの詳細な設定内容について打ち合わせすることができました。

研究内容に限らず、ホテルや会議開催地での食事会場、バス移動、さらにはエクスカッションを通じて、顔見知りの研究者らと意見交換や雑談を交えながら、改めて交流を深めることができました。研究分野としての直接的な接点が少ない研究者とも、研究会期間中に新しい繋がりが生まれま

した。特に、これまでインドに渡航した経験が無かったこともあり、今まで面識の無かった研究者の方々と交流が生まれた点は、非常によい機会でした。

研究会では非常に有意義な時間を過ごせたのですが、往路においてフライトキャンセルが発生したことで移動が非常に慌ただしいものとなりました。出国後（搭乗ゲート前での待機時）でのアナウンスは初めての経験で困惑しましたが、1時間程度経過した後に係員に案内されて出国キャンセルの手続きを行い、自身の機内預け荷物を受け取りました。その際、「宿泊料金の払い戻しがあるため、自身で確保するのがよい」と係員に促されましたので、予約しました。次のフライトに関するメール連絡が届いたのは、フライトキャンセルのアナウンスからおよそ3時間後となり、当初の予定から24時間後のフライトを確保することができました。私の講演は初日1番目であったため、間に合わないことが確定してしまいましたが、LOCに相談したところ、改めてトーク時間を調整してくださいました。インド・ウダイプル空港からホテル・会議場までのタク

シーも手配くださり、大変感謝しています。会場到着後、多くの会議参加者から労いの言葉をかけられ、新しい交流の機会が生まれたことはよかったですように思います。

一方、インドの学生・研究員の活力に強い印象を受けました。日本への博士課程進学や研究員としてキャリアを積むことを検討している者も多く、積極的に意見を求められました。また、世界中の研究機関に多くのインド人が滞在していることは以前から感じているところでしたが、海外においてキャリアを積んだ後にインドの大学・研究所に戻ってきている研究者も増え始めており、研究分野をさらに発展させている様子が印象的でした。日本と比べて研究者人口も多く、将来、インドが活躍の幅をさらに広げ、世界第一線の研究を推進していく大きなポテンシャルを感じた研究会でした。

結びに、本渡航を支援くださった早川幸男基金と、関係者の皆様に感謝を申し上げます。大変貴重な機会を得るとともに、非常に有意義な研究の発展に繋げることができました。



## 光学機械設計ハンドブック オプトメカニカルデザインの実用的手法

Paul R. Yoder, Jr. 著, 田邊貴大 訳, 豊田光紀 監訳

森北出版 菊判, 832頁 定価20,000円+税

ジャンル  
お薦め度  
5  
☆☆☆☆☆

初めて望遠鏡を覗き、自らの目で見た月のクレーターや土星の輪に感動を覚えた人は多いでしょう。かく言う私もその一人で、その原体験が天文学を志すきっかけの一つになったことは間違いありません。そして、実際に天文学の学習や研究をし始めると、現代の天文学は望遠鏡を含む天体観測装置があってこそ成り立っていることに改めて気付かされます。研究者でもそうでなくても、天文学に触れるには観測装置が必要となります。特に現代天文学で新たな分野を切り拓くためには、新しい観測装置の開発が必要となる 경우가多々あります。しかしながら、工学を専門にしている研究者にとって、その設計・製作は非常に複雑で難解なものとなります。まさに、そのような時にこそ手元に欲しい一冊です。

私自身、光学機械設計を専攻したことはないのですが、いくつかの天体観測装置の開発に携わってきました。初めて主導した撮像装置の開発では、光学設計ソフトや3D CADの使い方から学び、右も左もわからない状態で試行錯誤の連続でした。特にレンズの保持の仕方や設計・製作の妥当性の検証方法などは、ネットで調べても断片的な情報であったり製作していた装置には合わないものであったりと、行き詰まることが多々ありました。その当時の自分にとって、「光学機械」の設計に特化した重厚な本書は、まさに欲しかった一冊でした。

例えば、本書はまるまる一章にわたって単レンズの保持方法について詳細に記述しており、さらには保持部品設計の例題・回答まで付属しています。また、それぞれの部品（レンズ、マウント、ミラー、ハードウェア）に着目した解説のみならず、装置としての組上げ（光学素子の位置調整）や設計製作プロセス全体の評価方法なども細やかに説明されており、光学装置を網羅した専門書となっています。

本書の特徴として、随所に天文学用途の観測装置への応用例が出てくるところが挙げられます。特に驚いたのが、地上望遠鏡とその観測装置の例のみならず、ハッブル宇宙望遠鏡とチャンドラX線望遠鏡のミラー支持方法や、スピッツァー宇宙望遠鏡のハードウェア設計のような宇宙空間の観測装置についても記述されているところです。極め付けはJWST（ジェイムズ・ウェッブ宇宙望遠鏡）のレンズマウント方式まで記載されており、本書は地上の観測装置だけではなく宇宙望遠鏡の開発者向けにも推薦できる一冊です。

玉に瑕なのは情報量が多すぎることでありますが、その分、辞書のように参照できる実用的な一冊でもあります。光学機械設計を網羅し、痒い所に手が届く本書は、装置開発を始めたばかりの研究者からプロフェッショナルまで幅広い読者を支えてくれるでしょう。

山 響（京都大学）

### 寄贈図書リスト

- ① 量子重力と超プランクスケール物理, 浜田賢二, A5判, 288ページ, 7,200円+税, 森北出版

- ② 京大人気レクチャー 宇宙科学入門, 太田耕司 編著, B5変形, 176ページ, 2,200円+税, 科学同人



月報だよりの原稿は毎月20日に締切り、翌月に発行の「天文月報」に掲載いたします。ご投稿いただいた記事は、翌月初旬に一度校正をお願いいたします。

記事の投稿は、e-mailで [toukou@geppou.asj.or.jp](mailto:toukou@geppou.asj.or.jp)宛にお送りください。折り返し、受領の連絡をいたします。

### 人事公募

#### 核融合科学研究所 研究教育職員（データ科学分野・准教授又は助教）公募

- 募集人員1名
- (1) 所属分野：データ科学  
(2) 勤務地：岐阜県土岐市下石町322-6
- 専門分野／4. 職務内容・担当科目：核融合科学研究所では、令和8年度から学術研究基盤事業『超高温プラズマの「マイクロ集団現象」を中核とした核融合科学の学術研究基盤計画』（MCPoPプロジェクト）を推進しています。本プロジェクトでは、高温プラズマ実験とシミュレーションを連携した物理の探求と予測精度の高度化に資する「データ科学」を主要な研究課題のひとつとして位置付けています。今回の募集では、データ共同利用の利便性の向上に努めるとともに、データ科学の手法を通して計測データ解析のポテンシャルを引き上げ、シミュレーションや他のプラズマ実験との横断的連携を促進できる優れた人材を求めます。あわせて、学際的な展開を通じて、研究所の将来的な発展を担うことができる優秀な人材を期待しています。
- (1) 着任時期：採用決定後のなるべく早い時期  
(2) 任期：任期無し
- 応募資格：博士の学位を有すること 等
- 提出書類：詳細は「10. その他」記載のURLにおいて確認すること。(1) 履歴書 (2) これまでの研究内容 (3) 就任後の抱負 (4) 研究業績発表論文リスト (5) 論文別刷 (6) 添付する論文別刷の概要と本人の貢献を記載した文書 (7)

#### 推薦書

- 応募締切：随時選考を行い、採用枠が埋まった時点で受付を締め切る。
- (1) 提出先：核融合科学研究所管理部総務企画課人事係  
E-mail [nifs-jinji@nifs.ac.jp](mailto:nifs-jinji@nifs.ac.jp)  
(2) 問合せ先：  
(1) 提出書類について  
核融合科学研究所管理部総務企画課人事係  
電話0572-58-2013（直通）  
(2) 研究内容等について  
核融合科学研究所 副所長 藤堂泰  
E-mail [todo@nifs.ac.jp](mailto:todo@nifs.ac.jp)
- その他（待遇など）：  
その他詳細は以下を参照ください。  
<https://www.nifs.ac.jp/about/recruit/>

#### 【JAMSTEC 新規大型公募】 先端的・横断的研究に挑む 若手研究者公募 JECR2026

国立研究開発法人海洋研究開発機構では、将来の海洋科学技術研究を担う若手研究者の募集を開始しました。先端的・横断的研究を遂行することが求められます。

■採用予定：5名程度（副主任研究員/研究員）

※定年制職員への移行審査資格あり

■勤務地：国立研究開発法人海洋研究開発機構以下の研究拠点のいずれか

- 横須賀本部 神奈川県横須賀市夏島町2番地15
- 横浜研究所 神奈川県横浜市金沢区昭和町3173番25
- むつ研究所 青森県むつ市大字関根字北関根690番地
- 高知コア研究所 高知県南国市物部乙200（高知大学物部キャンパス内）

■専門分野：海洋科学および関連する自然科学・工学分野

■応募締切：2026年7月12日

■問合せ先：国立研究開発法人海洋研究開発機構  
管理部門人事部人事任用課採用担当

recruit-app@jamstec.go.jp

※お問い合わせの際は、件名を「JECR2026公募について」としてください。

詳細は募集要項をご確認ください。

<https://www.jamstec.go.jp/recruit/j/details/jecr20260712/>

## JAMSTEC リスタート支援公募

国立研究開発法人海洋研究開発機構では、ダイバーシティ推進の一貫として、出産・育児などのライフイベントで研究活動を中断した優れた研究者・技術者等に対し、再スタートの機会を提供する「JAMSTEC リスタート支援公募」を行っております。

■採用予定：以下のいずれかの職種で若干名

- ・研究職（副主任研究員・研究員）
- ・准研究職（准研究副主任・准研究員）
- ・技術職（技術副主任・技術主任）

※定年制職員への移行審査資格あり

■勤務地：国立研究開発法人海洋研究開発機構以下の研究拠点のいずれか

- ・横須賀本部 神奈川県横須賀市夏島町2番地15
- ・横浜研究所 神奈川県横浜市金沢区昭和町3173番25
- ・むつ研究所 青森県むつ市大字関根字北関根690番地
- ・高知コア研究所 高知県南国市物部乙200（高知大学物部キャンパス内）

■専門分野：海洋科学および関連する自然科学・工学分野

■応募締切：2026年7月20日

■問合せ先：国立研究開発法人海洋研究開発機構  
管理部門人事部人事任用課採用担当

recruit-app@jamstec.go.jp

※お問い合わせの際は、件名を「JAMSTEC リスタート支援公募について」としてください。

詳細は募集要項をご確認ください。

<https://www.jamstec.go.jp/recruit/j/details/restart20260720/>

## 研究助成

### 公益財団法人 宇宙科学振興会 2026年度助成事業2件公募のご案内

公益財団法人宇宙科学振興会は宇宙科学分野における学術振興を目指し、2026年度も引き続き下記の助成事業を行います。それぞれの応募要項の詳細は当財団のホームページ：<http://www.spss.or.jp> に掲載しています。それぞれの公募に対する応募申請に際してはホームページをご参照の上、申請書をダウンロード・作成いただき必要な書類を添付のうえ、財団宛に電子メール（[admin@spss.or.jp](mailto:admin@spss.or.jp)）で申請ください。奮ってご応募いただくようご案内申し上げます。

#### (1) 国際学会出席旅費の支援

##### ●支援対象

宇宙理学（飛翔体を用いた観測、探査、実験に関連する理学研究）および宇宙工学（宇宙航空工学を含む）に関する独創的・先端的な研究活動を行っている若手研究者（当該年度4月2日で35歳以下）、またはシニアの研究者（当該年度4月2日で63歳以上かつ定年退職した者）で、国際研究集会で論文発表または主要な役割などが原則として確定している者。海外で開催される国際学会に限り、リモートでの参加の場合でも参加費（上限5万円）については支援します。

●助成金額・件数：一件あたり10～30万円程度、年間10件程度

##### ●申し込み受付時期

応募締切り2026年8月31日：2026年10月から2027年3月の期間に開催初日が予定される国際学会の参加者対象

応募締切り2027年2月28日：2027年4月から2027年9月の期間に開催初日が予定される国際学会の参加者対象

#### (2) 国際学会開催の支援

##### ●支援対象

宇宙科学研究を推進している国内の学術団体（研究所、大学等）で、宇宙理学（飛翔体を用いた観測、探査、実験に関連する理学研究）及び宇宙工学（宇宙航空工学を含む）に関する国際学会、国際研究集会の国内開催を主催しようとする団体。リモートでの開催も支援対象です。

●助成金額・件数：一件あたり20～50万円程度、年間4件程度

●申し込み受付時期

応募締切り2026年8月31日：2026年10月から2027年3月の期間に開催初日が予定される国際学会対象

応募締切り2027年2月28日：2027年4月から2027年9月の期間に開催初日が予定される国際学会対象

●照会先

公益財団法人宇宙科学振興会事務局

<http://www.spss.or.jp>

〒252-5210 神奈川県相模原市中央区由野台3-1-1

Email: [admin@spss.or.jp](mailto:admin@spss.or.jp)

Tel: 042-751-1126 (火、木)

## 賞の推薦

### 令和9年度科学技術分野の 文部科学大臣表彰候補者の募集

本表彰は、文部科学省が推薦依頼を发出した機関(以下「推薦機関」という。)からの推薦のみを受け付けています。科学技術賞・若手科学者賞・研究支援賞については、日本天文学会も推薦機関です。

科学技術賞・若手科学者賞・研究支援賞の推薦機関一覧：  
[https://www.mext.go.jp/content/20260522-mxt\\_sinkou01-000029536\\_2.pdf](https://www.mext.go.jp/content/20260522-mxt_sinkou01-000029536_2.pdf)

日本天文学会からの推薦をご希望の場合は、本会にて提出書類を審査のうえ推薦を決定します。

なお、同じく科学技術分野の文部科学大臣表彰として募集している「創意工夫功労者賞」については、本会は推薦機関ではありませんのでご注意ください。

日本天文学会 事務長

### 令和9年度科学技術分野文部科学大臣表彰について・ 文部科学省

〈表彰の対象〉

(1) 科学技術賞

- 1) 開発部門
- 2) 研究部門
- 3) 技術部門
- 4) 理解増進部門

(2) 若手科学者賞

(3) 研究支援賞

- 1) 研究開発マネジメント部門(令和8年より新設)
- 2) 高度技術支援部門(令和8年より新設)

※各賞の内容や対象者などの詳細は下記サイトおよび

各賞の推薦要項をご覧ください。

[https://www.mext.go.jp/b\\_menu/boshu/detail/000029536.htm](https://www.mext.go.jp/b_menu/boshu/detail/000029536.htm)

〈推薦要項〉

推薦要領および申請に必要な書類・様式については、賞・部門ごとに異なりますので、下記サイトの「2. 候補者の推薦について(推薦要領・申請書類等)」にある、当該の賞・部門の推薦要領を必ずご確認ください。

[https://www.mext.go.jp/b\\_menu/boshu/detail/000029536.htm](https://www.mext.go.jp/b_menu/boshu/detail/000029536.htm)

〈問い合わせ先〉…表彰について(敬称略)

文部科学省研究振興局振興企画課奨励室

佐久間, 小林(里), 齋藤

〒100-8959 東京都千代田区霞が関3-2-2

電話: 03-5253-4111(内線4071)

E-mail: [sinsyore@mext.go.jp](mailto:sinsyore@mext.go.jp)

【日本天文学会の審査・機関推薦をご希望の場合】

学会への応募については自薦・他薦を問いませんが、候補者・応募者とも日本天文学会の会員に限らせていただきます。

また、他薦の場合は、応募前に必ず候補者の承諾を得て下さい。

なお、若手科学者賞などで必要となる推薦者についても、少なくとも1名は学会会員の方をお願いしてください。

〈締切〉

2026年6月26日(金)(学会締切)

※審査の公平を期すため、締切日を過ぎた書類の提出・差替・追加は受け付けませんのでご注意ください。

〈提出先〉

住民票(または戸籍抄本)を除く申請書類一式をメール添付またはダウンロード情報を学会事務長<[jimucho@asj.or.jp](mailto:jimucho@asj.or.jp)>へ送付。

住民票(または戸籍抄本)は、学会推薦が決定した方に後日改めて提出を依頼いたしますが、すぐに提出できるよう必要な準備はしておいてください。

個人の情報や業績内容の正誤、書式やURLなどの細かな不備などはこちらで確認できないため、応募する賞・部門の推薦要領や下記サイトをよくお読みいただき、間違いや記入漏れがないよう十分に確認のうえ、ご提出ください。

令和9年度科学技術分野の文部科学大臣表彰 散見される不備/よくあるご質問

[https://www.mext.go.jp/content/20260522-mxt\\_sinkou01-000029536\\_4.pdf](https://www.mext.go.jp/content/20260522-mxt_sinkou01-000029536_4.pdf)

〈問い合わせ先〉…学会推薦について  
 日本天文学会 事務長 一丸浩平  
 Eメール: jimucho@asj.or.jp  
 Tel: 0422-31-1359

## 会 務 案 内

### 2026年度(第9回)日本天文遺産候補推薦の お願い

日本天文遺産選考委員会

日本天文学会では、歴史的に貴重な天文学・暦学関連の遺産を大切に保存し、文化的遺産として次世代に伝え、その普及と活用を図ることをひとつの使命と考え、日本における天文学(以下、暦学も含む)的な視点で歴史的意義のある史跡・事物に対して日本天文遺産の認定を行っています。対象は原則として次のようなものになります。

- (1) 史跡・建造物: 天文学上、重要であった地点や建築・構造物、観測施設など。
- (2) 物品: 天文学上の重要な発見に関与する物品や天文学における歴史的意義が高い物品。観測機器や天文学研究に用いられた測定装置など。
- (3) 文献: 歴史的意義のある天文学関連の文書類など。

つきましては、日本天文学会の会員(正会員及び準会員)の方々からの候補の推薦を広く募集します(日本天文遺産は、会員の方々から推薦された候補の中から認定することになっています)。推薦書の様式は、以下の日本天文学会のサイトからダウンロードすることができます。なお、連名で推薦される場合は推薦者全員が日本天文学会の会員である必要はありません。

<https://www.asj.or.jp/jp/activities/designation/heritage/>  
 (日本天文学会/学会の活動/認定/日本天文遺産/推薦要領)

必要事項を記入の上、日本天文学会事務所(〒181-8588 東京都三鷹市大沢2-21-1 国立天文台内/Fax: 0422-31-5487/メール: jimuch@asj.or.jp)へお送りください。送付方法は郵便, Fax, 電子メール添付のいずれでも結構です。現在の管理者・所有者に推薦した旨を連絡しておいていただけると幸いです。皆様の推薦の中から天文遺産選考委員会が候補を絞り、日本天文学会代議員総会にて決定します。

認定された日本天文遺産の所有者等には、認定証および認定されたことを示すパネルまたは楯を贈呈します。これにより対象物の歴史的価値を広く世の中にアピールし、その保全への支援となることを期待しています。

2026年度の認定遺産の発表と認定証贈呈式は、2027年3月の日本天文学会春季年会会場にて行う予定です。推薦は、2026年8月31日までに学会事務所へ到着したものを有効とします。候補に対しては必要に応じて現地調査を行います。なお「歴史的」とは長い年月を経ているという意味ではなく、長く後世に伝えていくべき価値を有するものと考えていただければと思います。なにとぞ多数の推薦をよろしく願います。

また、推薦された史跡・事物については、2026年度に日本天文遺産として認定されなかった場合でも、選考委員会において日本天文遺産候補リストに登録し、翌年以降の選考対象とします。このため、同一の史跡・事物を、翌年以降に重ねて推薦する必要はありません。ただし、推薦書記載の内容に変更や追記がある場合は、再度の提出をお願いいたします。

天文月報 119 巻 8 月号 主な掲載予定記事

アルマ望遠鏡イメージングツール・PRIISM特集：アルマ望遠鏡イメージングツールPRIISMの概要【中里剛，池田思朗】 アルマ望遠鏡イメージングツールPRIISMが拓くサイエンス：原始惑星系円盤の微細構造【山口正行，所司歩夢】 アルマ望遠鏡イメージングツールPRIISMの今後の展望【池田思朗，塚越崇，竹内努】

ASTRO NEWS: XRISMニュース (9) Xtendによる突発天体探査・速報【米山友景，善本真梨那】

EUREKA: 中性子星への超臨界降着流【井上壮大】 超新星シミュレーションを活かした素粒子標準模型を超えた物理の探索【森寛治】

編集委員：日下部展彦（編集長），岡本文典，小山翔子，志達めぐみ，鈴木大介，高橋葵，田中壺，谷川衝，鳥海森，中島亜紗美，信川久実子，橋本拓也，福島肇，藤澤幸太郎，宮武広直，宮本祐介，守屋堯

令和8年6月20日 発行人 〒181-8588 東京都三鷹市大沢2-21-1 国立天文台内 公益社団法人 日本天文学会

印刷発行 印刷所 〒162-0801 新宿区山吹町332-6 株式会社 国際文献社

定価733円（本体667円） 発行所 〒181-8588 東京都三鷹市大沢2-21-1 国立天文台内 公益社団法人 日本天文学会

Tel: 0422-31-1359（事務所）／0422-31-5488（月報） Fax: 0422-31-5487

振込口座：郵便振替口座00160-1-13595 日本天文学会

三菱UFJ銀行 三鷹支店（普）4434400 公益社団法人 日本天文学会

日本天文学会のウェブサイト <https://www.asj.or.jp/> 月報編集 e-mail: [toukou@geppou.asj.or.jp](mailto:toukou@geppou.asj.or.jp)

会費には天文月報購読料が含まれます。

©公益社団法人日本天文学会 2026 年（本誌掲載記事は無断転載を禁じます）