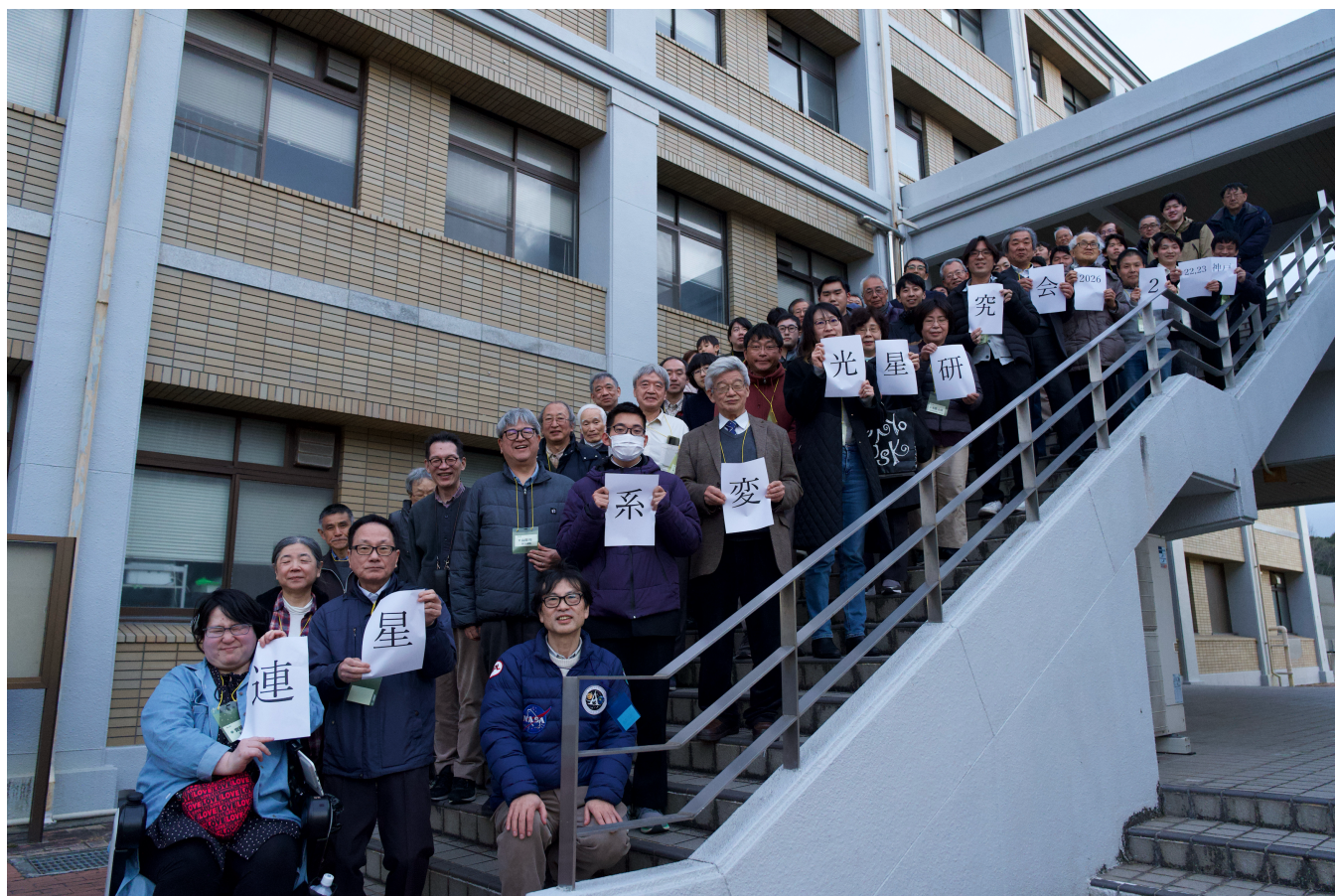


2025 年度連星系・変光星研究会 集録



2026 年 2 月 22－23 日

於 兵庫県立大学 神戸商科キャンパス

開催趣旨

1995 年 1 月、故北村正利先生をお招きし、アマチュアを含め数名の参加者で「連星系勉強会」として始まった本研究会も 30 年の月日が経ちました（4 回目から変光星の名前も付きました）。その後、すばる、なゆた、せいめいなどの大中口径望遠鏡が完成し、また Kepler、TESS、XRISM などによりスペースからも高精度の観測データが取得できるようになりました。第 1 回の時には生まれていなかった研究者らも、これらのデータを活用して本研究会でホットな講演をするようになりました。時によっては矮新星、その後はフレア星、マージャーなどが注目を集める話題となってきましたが、30 年が経過した今回は、いわば「初心」に帰るつもりで、アマチュアとの交流に重きをおきたいと考えております。また、今はまさに T CrB のアウトバーストを待望している時期でもあります。そこで回帰新星をふくめた激変星、また今後重要なテーマとなるであろう共通外層についても議論を交わしたいと思います。上述の分野にとらわれず、多様な参加者との議論・情報交換の場を提供したいと考えていますので、皆様のご参加をお待ちしております。

参加者名簿

赤澤 秀彦	船徳天文台
厚地 凧	東京大学／JAXA
安藤 和子	岡山理科大学
安藤 裕康	国立天文台OB
磯貝 桂介	京都大学
市川 良介	
伊藤 弘	VSOLJ
井上 毅	明石市立天文科学館
今村 和義	阿南市科学センター
上杉 憲一	大阪工業大学
浦郷 陸	アストロバイオロジーセンター
大島 修	岡山理科大学
大塚 天心	金沢大学理工学域数物科学類 宇宙物理学研究室
奥田 虎太郎	広島大学
加藤 万里子	元慶應大学
鷹野 重之	九州産業大学
川端 哲也	名古屋大学
岸本 浩	兵庫県立加古川東高等学校（非常勤）
木邑 真理子	金沢大学
久津見 聖音	金沢大学大学院 自然科学研究科 数物科学専攻 宇宙物理学研究室
高妻 真次郎	中京大学
小林 美樹	日本流星研究会
齊藤 啓子	放送大学
坂下 義季	弘前大学大学院理工学研究科
佐々井 祐二	岡山商科大学
佐崎 凌佑	広島大学
鮫島 直人	東京大学理学系研究科天文学専攻

司馬 康生	日本流星研究会
須田 ちか子	東亜天文同好会、日本流星研究会
高橋 進	多賀町立博物館
田口 健太	京都大学
多鹿 由美	姫路市宿泊型児童館 星の子館
戸田 俊光	岡山理科大学
内藤 博之	なよろ市立天文台
永井 和男	VSOLJ
中谷 仁	日本変光星研究会、東亜天文学会
鳴沢 真也	兵庫県立大学
野上 大作	京都大学
野村 真理子	弘前大学
蜂巢 泉	元東京大学
福田 尚也	岡山理科大学
藤本 正行	北海道大学
古川 雅之	
保家 大将	京都大学
穂積 正人	兵庫県立舞子高等学校
本田 充彦	岡山理科大学
前原 裕之	国立天文台
松本 榮次	佛教大学
松本 桂	大阪教育大学
真鍋 知多佳	
矢田 猛士	島根県立三瓶自然館一般
山岡 均	国立天文台
山中 雅之	鹿児島大学

（50音順、敬称略）

目次（プログラム）

2月22日（日）

12:30 受付

13:20 開会、挨拶・諸連絡等

<座長：鴈野重之>

連星・変光星・フレアセッション

13:30 野上大作 「 $H\alpha$ /Ca II HK 線専用中分散分光器 MIDSSAR の開発状況と狙い」 ……1P

13:45 前原裕之 「M型フレア星 YZ CMi の高時間分解能分光観測」 ……3P

14:00 高妻真次郎 「接触食連星の光度曲線の導関数を利用した連星パラメータの推定」 ……5P

14:15 鳴沢真也 「活動的アルゴル系及び候補系の
TESS 光度曲線にみられる変動 ～主に RZ Cas について～」 ……7P

14:30 本田充彦・大島 修
「ぎょしゃ座 ϵ 星の 2ndary eclipse の中間赤外線での観測可能性」 ……9P

14:45 浦郷 陸 「ミラ型変光星からの質量放出と AGB 星の終末進化の新しい描像」 ……11P

15:00 藤本正行 「恒星の回転特性について」

15:15 休憩

<座長：内藤博之>

特別セッション T CrB とプロアマ交流

16:00 招待講演 蜂巢 泉 「回帰新星（特に T CrB）で分かっていること」 ……13P

16:30 山岡 均 「T CrB をフックにした国立天文台の発信」 ……17P

16:45 招待講演 高橋 進 「新星の認知度アップと T CrB」 ……19P

17:15 今村和義 「スマート望遠鏡を用いた変光星の測光観測」 ……23P

17:30 穂積正人 「高校生による変光星観測」 ……25P

コンパクト天体セッション

17:45 奥田虎太郎 「11b 型超新星 SN 2024iiss の可視赤外線観測に基づく研究」 ……26P

18:00 諸連絡等

18:15 懇親会 (キャンパス内学食にて)

2 月 23 日 (月・祝)

<座長：木邑真理子>

9:00 **特別講演** 鴈野重之 「共通外層進化について」 ……28P

続・コンパクト天体セッション

9:30 磯貝桂介 「WZ Sge 型スーパーアウトバースト初期の
連続分光観測による $H\alpha$ 輝線源の時間進化の研究」 ……31P

9:45 保家大將 「GOT0065054. 49+593624. 51 の観測的研究から探る
再増光メカニズムについての考察」 ……33P

10:00 佐崎凌佑 「WZ Sge 型矮新星 TCP J1627 の多色撮像観測」

10:15 休憩

<座長：高妻真次郎>

10:30 加藤万里子 「古典新星の爆発初期はどこまでわかったか？」 ……35P

10:45 内藤博之 「組成解析で探る新星の周連星系円盤」 ……37P

11:00 山中雅之 「1m 望遠鏡/kSIRIUS による
luminous red novae の近赤外・可視光観測」 ……39P

11:15 田口健太 「M31 で発生した luminous red nova AT 2025abao」 ……41P

11:30 木邑真理子 「強磁場激変星 GK Per における
2023 年のアウトバーストの X 線観測」 ……43P

- 11:45 鮫島直人 「Accretion Disk Corona 天体 4U1822-371 における
Fe K α 輝線起源の解明- XRISM 衛星による X 線で初の Doppler Tomography -」 ……45P
- 12:00 厚地 風 「二層構造の電離ガス流出および部分吸収体による
中性子星連星系 Cir X-1 の X 線スペクトルモデル化」
- 12:15 坂下義季 「X 線連星系における恒星風の粒子計算：
ラインフォース評価手法の改良」 ……47P
- 12:30 大塚天心 「低質量 X 線連星 Swift J1727.8-1613 の
アウトバースト中の可視光変動の起源」 ……49P
- 12:45 久津見聖音 「ブラックホール連星 XTE J1550-564 の X 線 QPO 周波数の短時間変動」
- 13:00 ビジネスセッション、閉会

H α /Ca II HK 線専用中分散分光器 MIDSSAR の 狙いと開発状況

野上 大作(京都大学)

概要

恒星で発生するスーパーフレアの物理機構と、それに伴う質量放出現象の理解を深めるため、せいめい望遠鏡用に H α 線および Ca II H&K 線に特化した中分散分光器 MIDSSAR(MId Dispersion Spectrograph for Stellar Activity Research)の開発を進めている。可視高分散分光器 GAOES-RV との同時観測を可能にすることで、恒星の彩層活動と光球の磁気構造の相関を精密に捉える。本稿では、MIDSSAR の科学的背景、装置仕様、および 2026 年 2 月時点での進捗状況について概説する。

1. はじめに

太陽表面で発生するフレアは、磁気エネルギーの急激な解放に伴う爆発現象であり、時に強力な放射線やプラズマ(CME)を惑星間空間へ放出する。これらは地球の通信・電力網や宇宙環境に甚大な影響を与えうる。2012 年に我々のグループの研究で、太陽型星において太陽最大フレアのエネルギーを遥かに凌駕する「スーパーフレア」が発見され[1]、その頻度や発生メカニズムの研究が急速に進展してきた。

しかし、測光観測主体の先行研究では、フレア発生時のダイナミクス、特に物質の放出プロセスを直接捉えることは困難であった。そこで我々は、せいめい望遠鏡等を用いた分光モニタリングを推進し、H α 線プロファイルの変化から噴出物質の速度や質量を導出する手法を確立してきた[2]。本プロジェクトは、これらの研究をさらに深化させるための専用観測装置を開発するものである。

2. 科学的な狙い

2.1 質量放出現象の全容解明

これまでの観測では、M 型星や若い太陽型星において、フレアに伴う H α 線の赤方偏移や青側吸収成分が検出されている[2]。これらはフレアに伴う物質の運動を反映していると考えられるが、既存の分光器(KOOLS-IFU 等)では波長分解能が不足し、速度構造の詳細な議論が困難なケースがあった。MIDSSAR は、数 10 km/s の分解能を実現することで、噴出物の加減速過程や、放出されるプラズマの空間的な広がりを精密にモデル化することを目指す。

2.2 黒点分布と活動性の多層観測

既存の手法である光球由来の吸収線のドップラーイメージングと測光データの解析 (Spot Modelling) を組み合わせることで、我々は恒星表面の黒点分布をこれまでより精密に推定することが可能にした[3]。MIDSSAR は彩層活動の指標である Ca II H&K 線と H α 線を同時に、かつ既存の高分散分光器 GAOES-RV(光球吸収線担当)と並行して観測する。これにより、黒点の幾何学的配置、磁場の複雑さ、およびフレア発生頻度の相関を「光球から彩層まで」シームレスに捉えることができる。

3. 装置概要と開発進捗状況

表 1 に主要諸元をまとめた。

表 1 : MIDSSAR 主要装置諸元

項目	H α チャンネル	Ca II HK チャンネル
波長分解能($R \sim \lambda / \Delta \lambda$)	$\sim 16,700$	$\sim 13,000$
観測波長	656 ± 12 nm	395 ± 10 nm
目安 (1 分露出)	12 等で S/N $\sim 10/\text{pix}@H\alpha$ (今後実測値を公表)	

2026 年 2 月で本体はほぼ完成し、現在試験観測と調整を行なっている。開発の進捗状況に関しては岩室さんの web page[4]で公開されているので、興味のある方はご覧いただきたい。2027A で京大内時間で、2027B で共同利用での公開を目指す。

4. まとめ

MIDSSAR の稼働により、恒星スーパーフレアに伴う質量放出事象をこれまでになく高い時間・波長分解能で捉えることが可能になる。本装置は、単なる分光器ではなく、GAOES-RV との連携により「多層大気診断」を実現するプラットフォームである。得られる成果は、太陽物理学と恒星天文学の架け橋となるだけでなく、系外惑星そのものやその大気への恒星活動性の影響の評価や、宇宙天気予報の精度向上にも寄与するものと確信している。

参考文献

- [1] Maehara, H., et al., 2012, Nature, 485, 478
- [2] 例えば Namekata, K., et al., 2025, ApJ, 993, 80
- [3] Lee, S., et al., 2026, A&A, 707, 24
- [4] <https://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/~iwamuro/CaHa/index.html#testobs>

M 型フレア星 YZ CMi の高時間分解能分光観測

前原裕之¹

¹国立天文台

概要

フレア中における秒スケールのスペクトルの変化を調べるため、せいめい望遠鏡と TriCCS を用いて従来よりも 1 桁短い 1.5-3 秒の時間分解能の連続分光観測を行い、時間変化の様子が異なる複数のフレアをとらえることに成功した。観測されたフレアのうち最大のフレアでは、増光開始から～10 秒程度でピークに達しその後同程度の時間で減光する速い成分と、最初のピークから～50 秒後に 2 番目のピークに達した後数分かけて減光する遅い成分が見られた。また、小規模な別なフレアでは、前述の速い成分のみが観測された。

1. はじめに

恒星フレアの可視連続光スペクトルは 8000-10000K ほどの黒体放射に近い SED を示すことが知られている[1]。また、近年の多色測光[2]や連続分光観測[3]からは、フレアの連続光の有効温度はフレアピークで最大となりフレアの減光とともに低下することが示唆されている。しかしながら、従来の研究では時間分解能が数十秒から 1 分程度の観測データに基づいており、フレアの立ち上がりからピーク付近を詳しく時間分解できていなかった。そこで、本研究では口径 3.8m せいめい望遠鏡と最大で 96 fps で撮像・分光観測が可能な 3 バンド同時撮像分光装置 TriCCS を用いて、恒星フレアの秒オーダーの分光観測を行った。

2. 観測

観測対象の YZ CMi は、フレアの bolometric energy が 10^{32} erg 以上のフレアをおよそ 2 回/日の頻度[4]で起こす有名なフレア星である。我々はこの天体の観測を 2025 年 1 月から 2 月にかけて、口径 3.8m せいめい望遠鏡と 3 バンド同時撮像分光装置 TriCCS のスリット分光モードを用いて行った。TriCCS は視野が広く、スリットの空間方向の長さが 10 分角程度あるため、スリットの向きを適切に調整することにより、YZ CMi と近くの比較星を同時に分光することが可能である。そのため、本観測では近傍の HD 62525 と YZ CMi を同時に分光した。積分時間は 1.5–3.0 秒で、YZ CMi の $H\beta$ 付近の連続光で S/N～20 ほどとなるスペクトルを得た。

3. 結果と議論

図1は2月8日の起こったフレア(Flare A)のピーク時のスペクトルとフレア前スペクトルとの差分スペクトルである。フレ

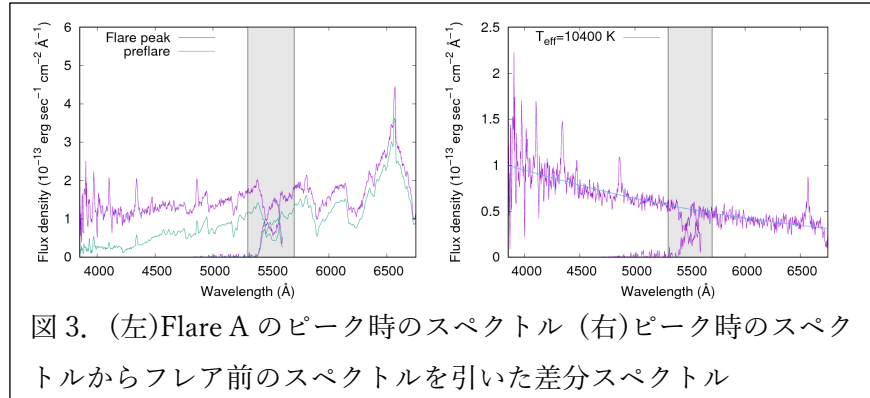


図3. (左)Flare A のピーク時のスペクトル (右)ピーク時のスペクトルからフレア前のスペクトルを引いた差分スペクトル

アの差分スペクトルは有効温度 10000 K ほどの黒体放射のスペクトルとよく一致した。

図2は2月8日に起こったフレア(Flare A)と、1月17日に起こったフレア(Flare B)のせいめい望遠鏡と TriCCS によって得られた光度曲線と黒体放射を仮定して求めた連続光成分の有効温度の時間変化である。Flare A は最初に短い(FWHM ~12 秒)ピークを示し、その後光度が~40 秒程度一定となった後、ゆっくりとした減光する成分(e-folding time ~100 秒)の2成分がみられた。一方、Flare B では最初の短いピーク(FWHM~10 秒)のみがみられた。Flare A,B とも最初のピーク時の有効温度は~10000 K ほどだった。Flare A では最初のピーク後の光度一定の期間中は有効温度が~8000 K ほどで維持されたが、Flare B ではピーク後急速に温度が低下し、20 秒後には~5000 K まで低下した。

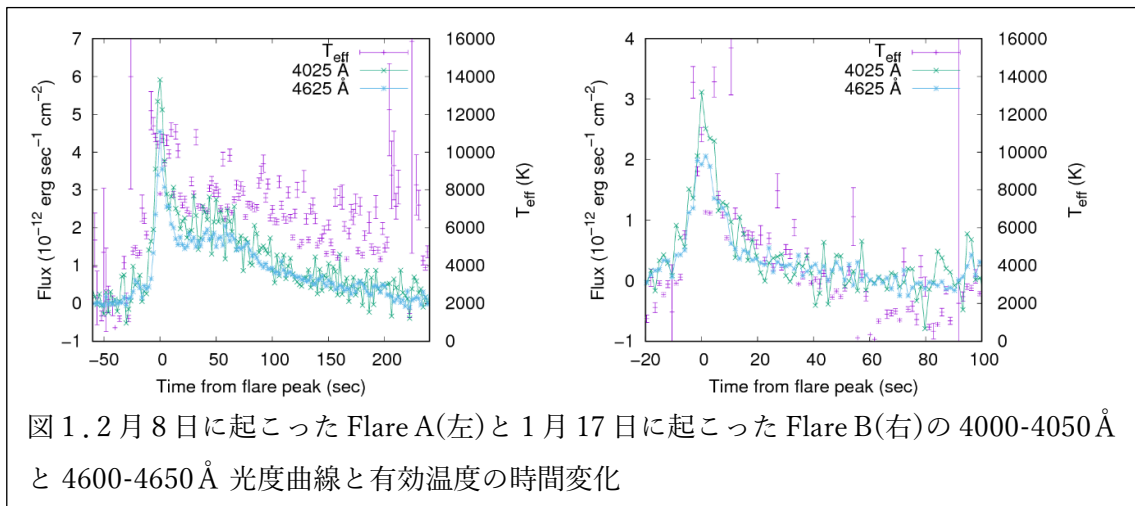


図1. 2月8日に起こった Flare A(左)と 1月17日に起こった Flare B(右)の 4000-4050 Å と 4600-4650 Å 光度曲線と有効温度の時間変化

参考文献

- [1] Hawley, S. L. & Fisher, G. H. 1992, ApJS, 78, 565
- [2] Howard, W. S., Corbett, H., Law, N. M., et al. 2020, ApJ, 902, 2, 115
- [3] Ichihara, S., Nogami, D., Namekata, K., et al. 2025, PASJ, 77, 5, 1025
- [4] Maehara, H., Notsu, Y., Namekata, K., et al. 2021, PASJ, 73, 1, 44

接触食連星の光度曲線の導関数を利用した 連星パラメータの推定

高妻 真次郎¹

¹中京大学

概要

本研究では、光度曲線の導関数を利用し、接触食連星において重要なパラメータである質量比・軌道傾斜角・充填率を非常に簡便に推定する方法を構築した。観測によって得られた光度曲線に適用することで、本手法の有効性も確認した。

1. はじめに

接触型の食連星は、2つの成分星のロッシュローブがともに満たされており、その光度曲線は連続的に変化する。質量比、軌道傾斜角、充填率は、系の性質を理解するうえで特に重要な役割を果たす。しかし、これらを含めた連星パラメータの決定には、光度曲線のモデリングが必要であり、一筋縄ではいかないことも多い。

本研究では、光度曲線の導関数に現れる特徴量を利用することで、上記3つのパラメータを非常に簡便に推定する方法を構築した。本手法を使えば、系のおおまかな性質を光度曲線から即時に知ることができ、その後の詳細な光度曲線解析にも役立つ。

2. サンプル光度曲線

接触食連星の光度曲線のサンプルとして、PHOEBE を用いて合成した Kouzuma (2025)[1]のものを利用した。同論文の手法を用いて光度曲線を分類し、分類された5つの各タイプについて、質量比・軌道傾斜角・充填率を推定する方法を探った。

3. 連星パラメータの推定

光度曲線とその導関数に現れる極値の時間差や極値の大きさといった特徴量が、対象とする3つのパラメータと相関をもたないかを調べた。得られた相関関係を回帰分析することで、特徴量から各パラメータを推定するための経験式を得た。また、各推定値の不確かさについても算出できるようにした。

4. 質量比・軌道傾斜角・充填率の推定手法の検証

Latković et al. (2021)[2]に含まれる約700のWUMa連星とそのパラメータ、および各天体に対応するTESSの光度曲線を用いて、本手法の検証を行った。取得したTESS

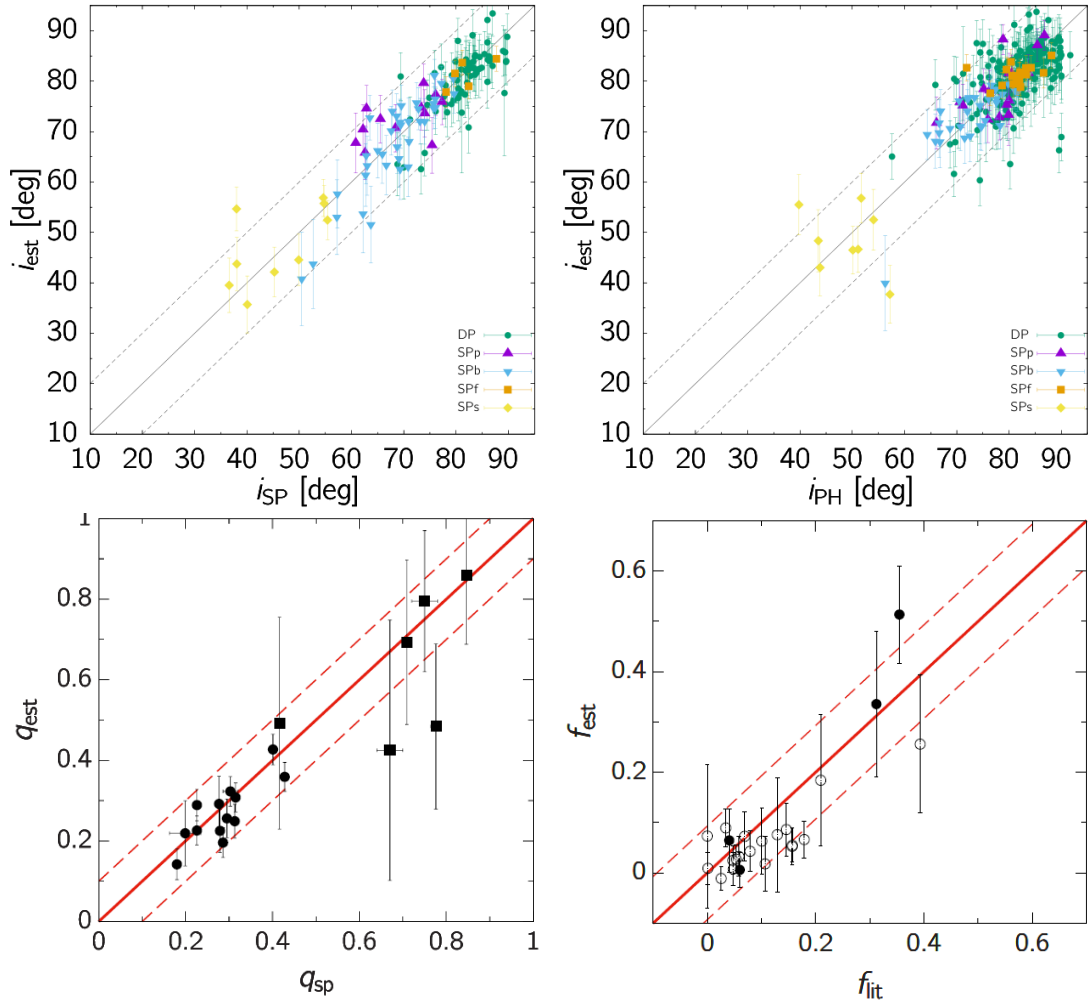


図 1：質量比（左下）、軌道傾斜角（分光質量比のある（左上）／ない（右上）サンプル）、充填率（右下）の推定値（縦軸）と文献値（横軸）の比較

の光度曲線に本手法を適用して算出した 3 つのパラメータの推定値をその文献値と比較した（図 1）。その結果、不確かさの範囲内で両値が一致し、本手法の有効性が確認できた。

5. まとめ

本研究では、接触食連星の光度曲線の導関数を用い、質量比・軌道傾斜角・充填率を非常に簡便に推定する方法を構築した。詳細については、それぞれ Kouzuma (2025)[3]、Kouzuma (2026)[4]、Kouzuma (2025)[5]でまとめている。

参考文献：

- [1] Kouzuma 2025, PASJ, 77, 746 [2] Latković et al. 2021, ApJS, 254, 10 [3] Kouzuma 2025, PASJ, 77, 1323 [4] Kouzuma 2026, PASJ, psag042 [5] Kouzuma 2025, Galaxies, 13, 6, 125

突発的公転周期変化の時に何が起こるか？ ～RZ Cas の TESS 光度曲線に見る～

鳴沢 真也¹、矢田 猛士²

¹兵庫県立大学、²島根県立三瓶自然館

概要

アルゴル系 RZ Cas の光度曲線の形状、突発的公転周期変化 (SPC)、 δ Sct 型振動、及びそれらとの相互関係についての知見を得るため、TESS 光度曲線の調査を行った。

1. はじめに

短周期アルゴル型連星系は、質量移動に伴う星周物質と SPC が特徴であり、質量比逆転後の半分離型連星系に関する貴重な情報を提供する。そこで我々は、上記の諸現象がみられることで知られており、さらには主星が周期約 22 分の δ Sct 型（または oEA）星でもある RZ Cas の TESS 光度曲線（8 セクター分）の調査を行った。

2. 結果

本調査により主に以下の結果を得た。

- [1] 2024 年前期ごろに $+3.6 \times 10^{-5}$ 日ほどの SPC が起きた（図 1）。
- [2] SPC 後、第 2 極大が第 1 極大より明るい O'Connell 効果が増大した（図 2）。
- [3] SPC 後、主極小時光度曲線の非対称性（減光枝 > 増光枝）が顕著となった（図 3）。
- [4] SPC 後に、振動の振幅が減少した（図 4）。
- [5] 2020 年 6 月 3 日 (S25) と 2022 年 10 月 30 日 (S58) にフレアが発生した。そのエネルギーはそれぞれ 10^5 , 10^6 erg の桁であり、フレアを誘発した黒点のサイズは伴星の表面のそれぞれ 0.1%、1% 程度である。

3. 考察

SPC の原因は Applegate – Lanza **理論**（伴星の磁気活動 → 扁平率の変化 → 重力四重極モーメント変化 → 角運動量移動 → 連星間距離の変化）によるものであろう。これにより増大した質量移動量に伴う高温度斑点/ベルトや星周物質により O'Connell 効果、主極小時光度曲線の非対称性が増加した。振動の振幅の変化は、多重周期による干渉というよりは、質量移動により高温度ベルトが光学的に厚くなったことが可能性として考えられる（Mkrtichian + 2022 の説が正しければ）。

なお詳細は Narusawa & Yada（2026 PASJ, submitted）を参照されたい。

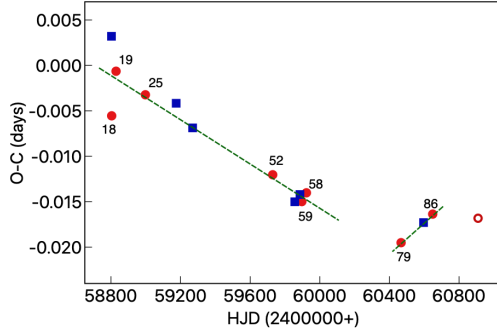


図1. 公転周期O-C図。数字はセクター番号

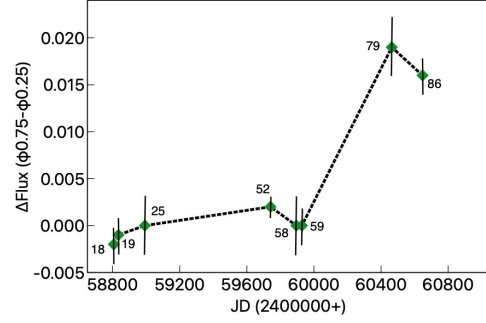


図2a. O'Connell効果の様子
($\phi 0.75$ と $\phi 0.25$ のfluxの差)

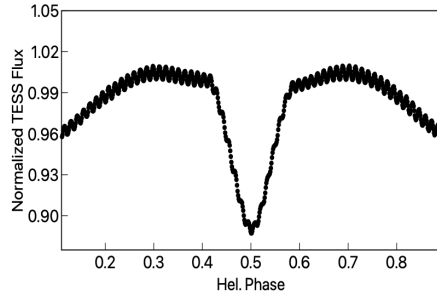


図2b. O'Connell効果がみられない例(S59)

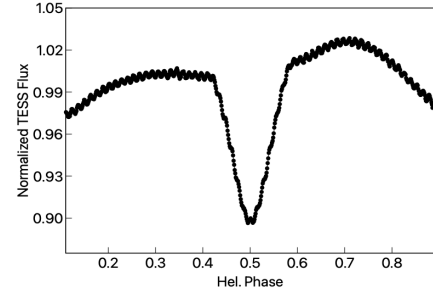


図2c. O'Connell効果が顕著な例(S79)

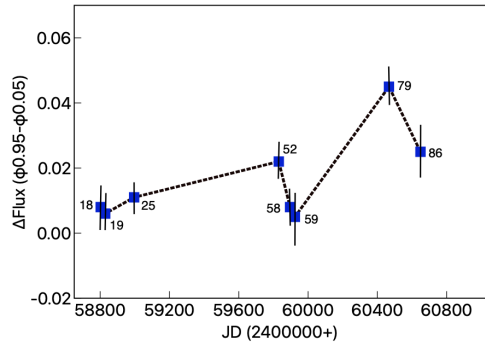


図3. 主極小光度曲線の非対称性
($\phi 0.95$ と $\phi 0.25$ のfluxの差)

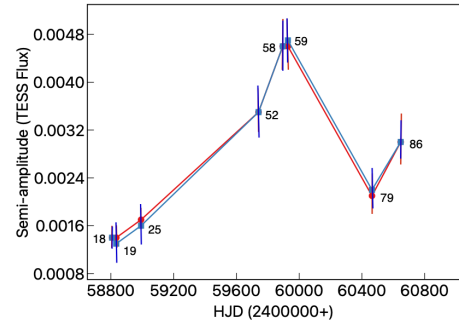


図4a. δ Sct振動の振幅。
○: $\phi 0.1-0.4$, □: $\phi 0.6-0.8$

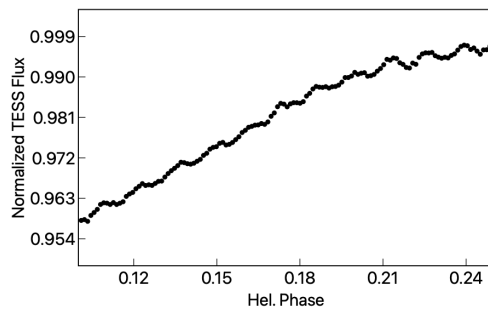


図4b. δ Sct振動が小さい例(S19)

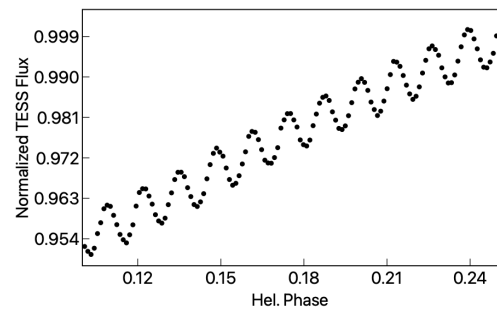


図4c. δ Sct振動が顕著な例(S59)

ぎょしゃ座 ϵ 星の 2ndary eclipse の中間赤外線観測可能性

本田 充彦¹、大島 修¹、長谷大輝¹

¹岡山理科大学

概要

ぎょしゃ座 ϵ 星は、27.1 年という長周期食連星であり、主星 (F 型超巨星) をダスト円盤を伴った伴星が食することで約 2 年間の長期減光を起こす特異な連星系である。本研究では、これまでぎょしゃ座 ϵ 星系では観測例のない「伴星が主星の背後に隠れる食 (2ndary eclipse; 2 次食)」に注目した。Edge-on disk のため伴星は可視・近赤外ではほぼ光ってないため、中間赤外線における伴星円盤の熱放射のみが有意な食を起こす。簡単なモデル計算で、中間赤外線のみが数%程度の 2 次食を観測できることが見積られた。現在 IRTF などを用いた中間赤外モニタリング観測を進めている。

1. はじめに

ぎょしゃ座 ϵ 星の正体については長年議論されてきたが、近年の干渉計観測等により、「ダスト円盤に包まれた伴星が主星を食する」モデルが確立された[1]。主星が隠される主食 (primary eclipse) については多くの観測データがある一方、伴星側が隠れる 2 次食 (2ndary eclipse) については、これまで明確な検出例がない。この観測は、系の軌道パラメータや、伴星を取り巻く円盤自体の物理状態を制約できる。

2. 減光率の簡易モデル計算

伴星周囲のダスト円盤について、先行研究に基づいた物理パラメータ (温度、恒星・円盤サイズ) を設定し (図 1)、簡単のため単純な黒体放射をしているとしてスペクトルを計算し、2 次食時の減光量を計算する。主星: F 型超巨星 (7750K)、伴星円盤: F 型超巨星に照らされた側の温度は 1150K とした[2]。伴星は B5V 型星と推測されているが、ダスト円盤に隠されており紫外線より長波長側での寄与は殆どなく (可視・近赤外で光球放射は観測されていない) 今回の計算では無視した。簡単のため円盤および主星の立体角のみを考慮した簡易的な計算を行った。一例として、波長 $10\mu\text{m}$ での flux density の計算結果は、F 型超巨星からは 9.5 Jy、円盤から 2.4 Jy となった。図 1 のような幾何学的配置を考えると円盤の立体角の約 14% (約 0.336 Jy) が隠されることになるので、これはシステム全体として約 2.8%暗くなるということになる。このような計算をいくつかの波長で行い、2 次食発生時の系のフラックス減少率を、波長ごとに求めたものが表 1 である。

観測波長 (μm)	減光率 (%)
可視光 V $0.5\mu\text{m}$	2.4×10^{-8}
近赤外 J $1.2\mu\text{m}$	0.0047
近赤外 K $2.2\mu\text{m}$	0.19
中間赤外 L $3.8\mu\text{m}$	0.96
中間赤外 M $4.9\mu\text{m}$	1.5
中間赤外 $8.7\mu\text{m}$	2.5

←表 1：可視～中間赤外での 2 次食減光率

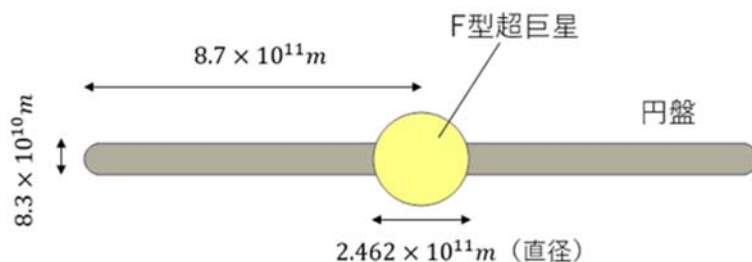


図 1：想定している 2 次食の状況

3. 結果と考察

3.1 2 次食の観測可能性

計算の結果、多くのモニタリング観測が行われている可視光～近赤外域では減光率は 1 % 以下であり、検出は難しいことが分かる。一方で長波長側の中間赤外線域では数%程度の減光量が見込まれることが分かる。これは伴星円盤からの熱放射が立ち上がるのが中間赤外域であるからであり、ある意味当然の結果である。ただし数%の減光は、現在の地上中間赤外線観測施設の測光精度（絶対精度で 5 – 10 %）ではやはり挑戦的であり、達成できるかは自明ではない。宇宙望遠鏡（JWST）の測光精度であれば、十分に検出可能な有意差である。

3.2 次回の観測好機

複数の先行研究の軌道要素から計算される次回の 2 次食の時期は 2025 年 12 月～2028 年 6 月ぐらいと幅があるが、まさに現在真中である。そこで、この期間に 1 か月に 1 回程度の頻度で中間赤外線での精密測光を行うことで、2 次食の検出を試みる。すでに 2025 年 8 月から IRTF/MIRSI を用いたモニタリング観測を進めており、現在慎重に測光精度を評価しながらの解析を進めている。検出に成功すれば、軌道要素への制限や、円盤の「表側」の温度等に対する新たな知見が得られる可能性がある。

4. まとめ

ぎょしゃ座 ϵ 星の 2ndary eclipse は、中間赤外線において数%の減光として観測される可能性が高いことがわかった。現在地上望遠鏡を用いて中間赤外線モニタリング観測を始めているが、確実な検出には宇宙望遠鏡などの活用が望まれる。

参考文献

- [1] Kloppenborg, B., et al. 2010, Nature, Volume 464, Issue 7290, pp. 870-872
- [2] Hoard, D.W., Ladjal, D., Stencel, R.E., et al. 2012, ApJL, 748, 2, L28.

ミラ型変光星からの質量放出と AGB 星の終末進化の新しい描像

浦郷陸(アストロバイオロジーセンター)

・概要

Asymptotic Giant Branch star (AGB 星)の進化については、質量放出が増大し、外層を失った後に白色矮星へと進化し、その過程で惑星状星雲を形成すると一般に考えられている。しかし、この描像を支持する観測的根拠は、主として星周外層からの赤外線放射強度に限られている。ミラ型変光星は、AGB 進化の最終段階に位置する脈動変光星である。本研究では、ミラ型変光星の周期光度関係[1]を適用することで、銀河系ミラ型星の光度を決定し、周期光度図上においてその進化および質量放出機構について議論できることを示した。これらの結果に基づき、AGB 星の最終形態として、強い質量放出ではなく、比較的静的な星周外層が形成されるという新しい描像が導かれる可能性を示す。

・導入

AGB 星は恒星進化の最終段階に位置し、最終的に白色矮星へと進化することが知られている。この終末進化過程では、大量の質量放出が必要とされ、その現象は一般に superwind と呼ばれている。しかし、この質量放出の実態は、観測・理論の双方において未解明な点が多い。

その一因として、AGB 星の HR 図上での振る舞いが挙げられる。AGB 星では表面温度が一意に定まらず、分子吸収や脈動の影響により縮退的に振る舞うため、進化段階の判別が困難である。このため、進化を議論するための新たな指標が求められている。

そこで、本研究ではミラ型変光星に着目する。ミラ型変光星は脈動型変光星であり、その周期は星の半径や質量といった物理量を反映するため、表面温度に代わる指標として利用可能である。これに基づき、HR 図の代替として Period-Bolometric Magnitude 図 (P-Mbol 図) を用いることで、AGB 星の進化をその分布から議論する。

本発表では、天の川銀河、大マゼラン雲、小マゼラン雲における P-Mbol 図を比較し、それぞれの進化的特徴の違いを示すと同時に、AGB 星の終末進化に関する新たな描像の可能性について議論する。

・結果

図 1 に、天の川銀河、大マゼラン雲 (LMC)、小マゼラン雲 (SMC) における P-Mbol 図を示す。サンプルとして、天の川銀河には General Catalogue of Variable Stars (GCVS)、LMC および SMC には OGLE-III のミラ型変光星を用いた。

図から、それぞれの銀河ごとに分布構造が異なることが分かる。これは、銀河環境の違いにより AGB 星の進化経路が異なり、その差が P-Mbol 図に反映されていることを示唆している。ミラ型変光星は、コアの成長に伴って光度が増加し、それに応じて半径が増大

することで周期が長くなる。このため、P-Mbol 図上では左下から右上へと進化すると思われる。また、分布には一定の幅が存在し、左側はミラとして脈動を開始する領域、右側はミラ以降の進化段階に対応すると解釈できる。この領域自体には銀河間で大きな差は見られない。一方で、O-rich 星および炭素星では銀河ごとに分布の違いが見られる。本研究では特に O-rich 星に注目する。LMC のミラは、O-rich 星において低質量群と高質量群に分けることができる。低質量群の最大光度は、第三ドレჯアップによる炭素星形成が起こらない下限質量に対応すると考えられ、その値はおよそ $1.5 M_{\odot}$ と推定される。一方、天の川銀河では低質量群の光度がより高く、約 -6 等級に達しており、これはおよそ $2 M_{\odot}$ 程度に対応すると考えられる。

これらの進化分布を、Vassiliadis & Wood (1993)[2]による質量放出を定常風 (wind) として仮定した進化モデルと比較した (図 2)。その結果、同モデルにおける初期質量は過大評価されている可能性が示唆された。この差異は、質量放出を連続的な wind と仮定していることに起因すると考えられる。すなわち、実際にはより効率的な質量放出によりコア成長が抑制され、十分に高光度へ到達する前に周期が長くなるため、ミラ期の光度が理論より低く見積もられている可能性がある。

これを踏まえ、本発表では wind 型ではない、Giant Structure をもった CSE の形成するシナリオを提案する。このモデルでは、pulsation による mass lifting で CSE にたまったガスを radiation pressure で支える steady structure の進化の最終形態となる。このシナリオを観測的に支持する天体が IRC+10216 であり、赤外線観測による構造解明研究を行うことが重要である。

・参考文献

[1]Urago R., Omodaka T., Nagayama T., Watabe Y., Miyanosita R., Matsunaga N., Burns R. A., 2020, ApJ, 891, 50. doi:10.3847/1538-4357/ab70b1

[2]Vassiliadis E., Wood P. R., 1993, ApJ, 413, 641. doi:10.1086/173033

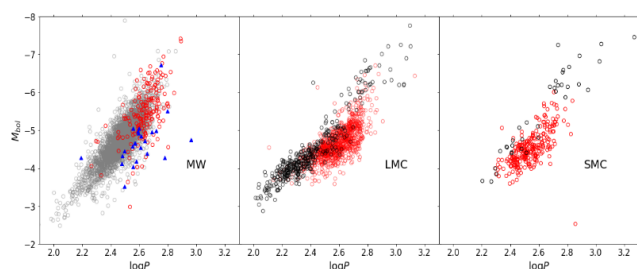


図 1: Period-Bolometric Magnitude 黒; O-rich star, 赤; C-rich star, 左:天の川銀河、中央; LMC 右; SMC。青色の点は、距離が年周視差測定されている天体を示す。

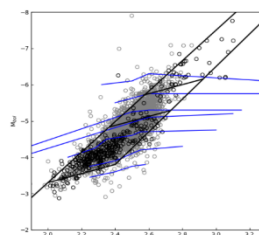


図 2: Period-Bolometric Magnitude 灰色; MW O-rich 黒; LMC O-rich 青 線:Vassiliadis & Wood 1993 進化

回帰新星、特に T CrB について

蜂巢 泉

概要

回帰新星は、複数回の新星爆発が観測されたものをいう。白色矮星質量がチャンドラセカール限界質量に近く、その質量が増加している可能性があるなどの特徴により、Ia 型超新星の親星として、注目を集めている。最近、その中でも T CrB が 80 年爆発周期に該当する 2026 年頃に 3 度目の爆発が観測されるのではないかと新星観測家から、熱い視線をあびている。回帰新星の一般論と、特に T CrB に関する話題、いつ爆発するのか？などを中心にレビューする。

1. 回帰新星の物理的背景

近接連星系の中の白色矮星に相手の伴星から水素ガスが降り注ぎ、その質量がある値を超えると、白色矮星上に積もった水素外層の底の水素に核融合の火が着き、一気に燃えあがる現象が新星 (爆発) である。質量降着率が一定であると仮定して、その爆発までの時間を計算したものが、図 1(a) である。回帰新星は、二度以上の爆発が観測されていなければならないので、おおざっぱには周期 100 年以内となる。およそ、白色矮星質量は、 $1 M_{\odot}$ 以上、質量降着率は 1×10^{-8} - $1 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$ の範囲内となる。

2. 爆発の光学的前兆はあるか？

観測家にとって、新星爆発の光学的前兆 (プリカーサー, optical precursor) があればこんな便利なことはない。残念だが、結論から言えば、光学的前兆はない。それを示したのが、図 1(b) である。 $1.35 M_{\odot}$ の白色矮星が爆発する 1000 日ほど前からの、水素核融合反応 (nuclear burning) によって出てくる熱, L_{nuc} , その熱が水素外層に吸われて、水素外層が膨れてくるための重力エネルギー (吸収なので負), L_{G} , および、残りの熱が水素外層の光球 (photosphere) から出てくる量, L_{ph} (red line), が表示されている。結局、 $L_{\text{nuc}} + L_{\text{G}} = L_{\text{ph}} \sim 0$ と小さいので、爆発前の白色矮星光球からの光量変化は観測できない。

3. Schaefer (2023) の爆発予報

B. E. Schaefer (2023) は、T CrB の 1866 年の爆発から 1946 年の爆発までの B 等級の光度曲線の変化 (図 2(a)) から、 2025.5 ± 1.5 年に T CrB が三度目の爆発をする (図 2(b)) と予報した。図 2(a) では、T CrB の 1866 年の爆発から、現在までの、 B (blue) 等級と V (green) 等級の光度曲線を示している。1936 年から 1954 年までの 18 年間、 B 等級が 1 等ほど明るい状態 (super active state=SAS) が続き、その真中の 1946 年に二度目の爆発を起こしている。図 2(b) では、1946 年の爆発時前後の B 等級の光度曲線を 77.8 yr ずらしたのが藍色の実線である。この藍色の実線がそのままあてはまると、2024 年に爆発することになる。

4. Schaefer (2023) の予報は当たったか？

B. E. Schaefer (2023) の予報は当たったか？彼の予報は、 2025.5 ± 1.5 年なので、2027 年初頭まではその範囲内なので、結論は持ち越したが、今現在 (2026 年 4 月 30 日)、爆発は起きていない。図 3(a) は B 等級の現在近くまでの光度曲線、図 3(b) は V 等級の光度曲線である。

B. E. Schaefer がこの予報を出したとき、正直「おい、こんなの出して大丈夫か？」と思った。回帰新星の爆発周期はそれほど一定ではなく、例えば、ほぼ 1 年周期で爆発するアンドロメダ銀河 (M31) の回帰

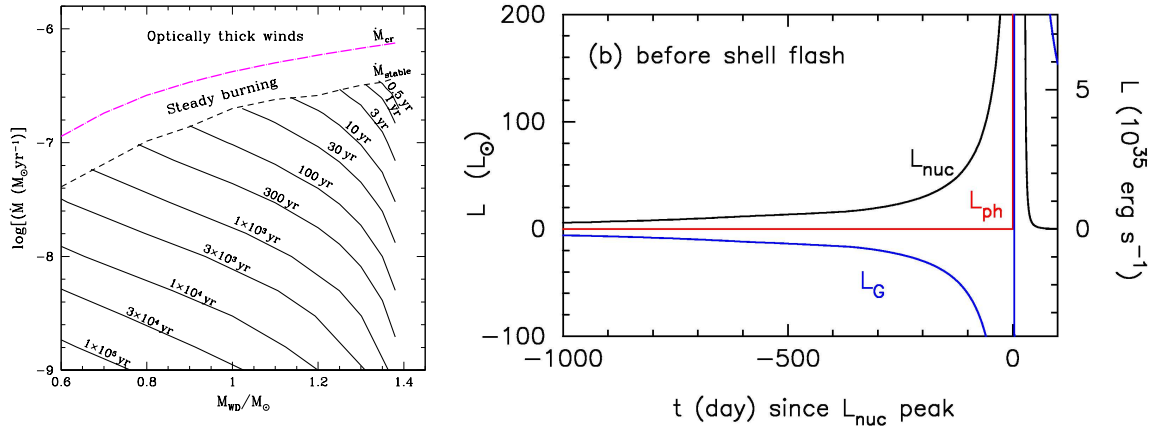


図 1: (左図) (a) 白色矮星質量 ($M_{\text{WD}}/M_\odot$) と質量降着率 ($\dot{M}_{\text{acc}}$) を与えると、爆発間隔が計算できる。回帰新星は、およそ 100 年以内の爆発間隔をもつものをいう。(Kato et al. 2014, ApJ, 793, 136 より転載) (右図) (b) $1.35 M_\odot$ の白色矮星の新星爆発の計算結果を示す。爆発する 1000 日ほど前からの、水素核融合反応 (nuclear burning) によって出てくる熱, L_{nuc} , その熱が水素外層に吸われて、水素外層が膨れてくるための重力エネルギー (吸収なので負), L_{G} , および、残りの熱が水素外層の光球 (photosphere) から出てくる量, L_{ph} (red line), が表示されている。結局、 $L_{\text{nuc}} + L_{\text{G}} = L_{\text{ph}} \sim 0$ なので、白色矮星光球から出てくる光の量は降着円盤からの光の量に比べて非常に小さい。なので、爆発前の白色矮星光球からの光量変化は観測できない。(Kato et al. 2025, ApJ, 988, 112 より転載)

新星 M31N 2008-12a は 20 回ほどの爆発が観測されているが、その周期は平均 360 日の周りに 20% 程度のばらつきがある。T CrB の爆発周期は 80 年だから、長いと 16 年程度のずれがあると考えていいだろう。できれば、私の頭の元気なうちに爆発して欲しいものである。

5. Super Active State (SAS) とは何か？

B. E. Schaefer の予報で注目を浴びた、SAS とはなんだろうか？ 伴星から、ロッシュ・ローブの L1 点を通して、ガスが流れてくると、白色矮星の周りに降着円盤を作る。その降着円盤が熱的不安定性を起こすと、ガスの粘性が大きくなり、白色矮星への質量降着率が一気に増加する。この時、粘性加熱が大きくなるので、円盤が明るくなる。

図 4(a) は、SAS の前後の B 等級の光度曲線を 1946 年の爆発前後 (red) と、最近の光度曲線 (blue) を表示したもの。また、図 4(b) は、W. Schlindwein et al. (2025) の disk instability の計算結果である。SAS の期間の再現に成功している。

G. J. M. Luna et al. (2026, A&A, 707A, 102) は X 線の観測から、SAS の期間は質量降着率が大きく、それ以外の期間は小さいことを示し、質量降着率の変化が SAS を起こしていることを明らかにした。

6. RS Oph における SAS と爆発の関係

RS Oph もほぼ 20 年周期で新星爆発を繰り返している共生星型の回帰新星である。T CrB と似たような明るい静穏期間が繰り返し起きている。図は省略。この星の場合、SAS の期間と、爆発の時期にはあまり相関がない。したがって、降着円盤不安定は白色矮星外部の現象であり、新星爆発そのもののプリカーサーとはならない。

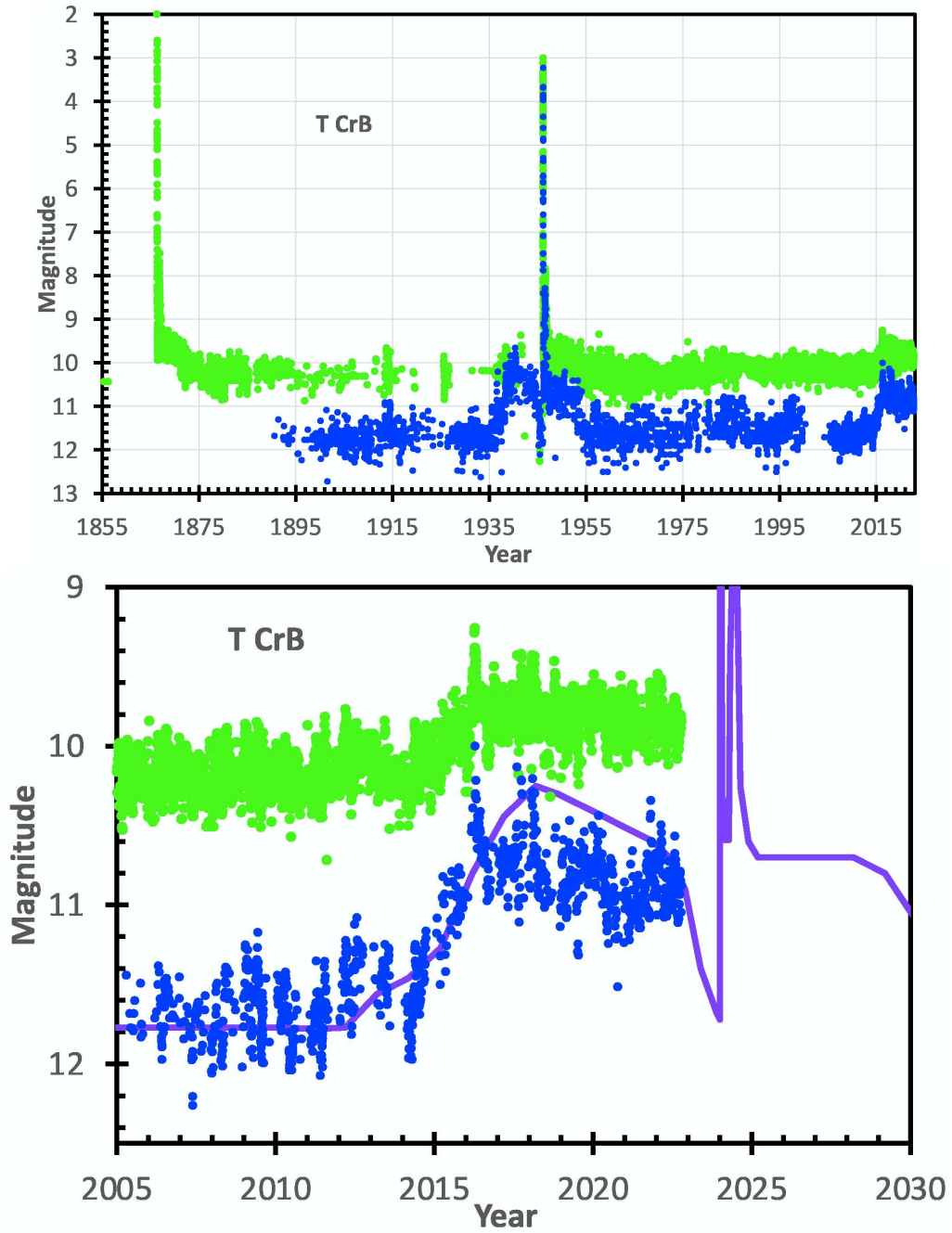


図 2: (上図) (a) T CrB の 1866 年の爆発から、現在までの、 B (blue) 等級と V (green) 等級の光度曲線。1936 年から 1954 年までの 18 年間、 B 等級が 1 等ほど明るい状態 (super active state=SAS) が続き、その真中の 1946 年に二度目の爆発を起こしている。(下図) (b) 1946 年の爆発時前後の B 等級の光度曲線を 77.8 yr ずらしたのが藍色の実線である。この藍色の実線では、2024 年に爆発することになる。(B. E. Schaefer, 2023, MNRAS, 524, 3126 より転載)

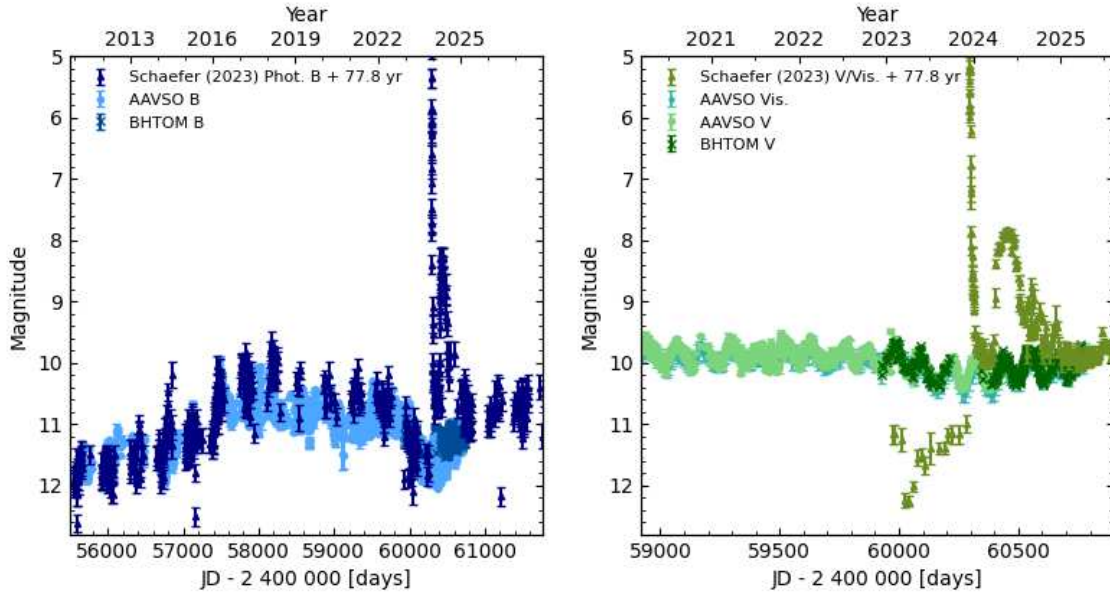


図 3: (左図) (a) T CrB の最近までの B 等級の光度曲線. 77.8 年ずらした B 等級の光度曲線も表示. 前回の爆発が終わった後も, まだ, 爆発は起きていない. (右図) (b) T CrB の最近までの V 等級の光度曲線. 77.8 年ずらした V 等級の光度曲線も表示. 現在は, 前回の爆発が終了した時刻になっているが, まだ, 爆発は起きていない. (J. Merc et al. 2025, MNRAS, Letters, 541, L14 より転載)

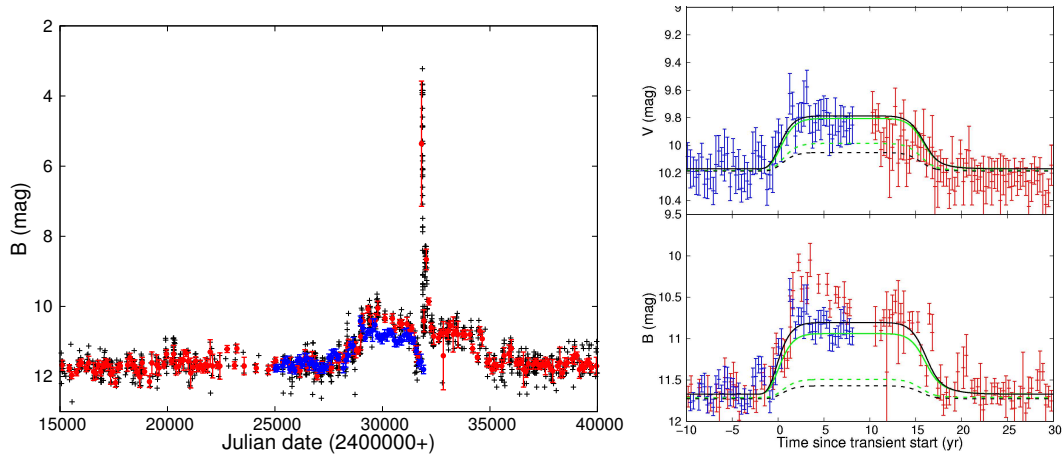


図 4: (左図) (a) T CrB の前回の Super Active State (SAS, red) と今回の SAS (blue) の B 等級の光度曲線. 77.8 年ずらしたもの. (右図) (b) Disk thermal instability の計算結果と観測との比較. 赤シンボルと青シンボルは左図の赤・青点に対応. 爆発部分は省かれている. (W. Schlindwein et al. 2025, ApJ, 989, 78 より転載)

T CrB をフックにした国立天文台の発信

山岡 均¹

¹国立天文台

概要

広く注目を集める再帰新星 T CrB について、国立天文台から 2025 年までに実施した発信をまとめた。解説動画について、今後のリクエストを広く募っていききたい。

1. 発端は研究成果発表

国立天文台が T CrB の話題に関わり始めたのは、2024 年 5 月に行った新星爆発に関する研究成果発表が契機だった[1]。この成果を取材した NHK では、研究成果に加えて、T CrB の爆発が間近に期待されていることも合わせてテレビニュースとして取り上げた。折よく、新星爆発を起こす連星系の模式的な短い映像を広報室で作成して提供することができた。この映像を用いて、国立天文台で毎月公開している「星空情報」動画でも、T CrB の話題に触れることにした（2024 年 7 月）[2]。

2. 解説動画の作成と広報ブログ

広報室で映像を作成しているメンバーは、必ずしも天文学に詳しいわけではない。「新星って超新星とは違うのですか？」という素朴な質問があり、どうせなら広く知ってもらうために数分の解説動画を作ろうという話になった。先述の新星爆発の模式的な映像に加え、核爆発型超新星を説明するパート、重力崩壊型超新星を紹介するパートも制作したが、それぞれに試行錯誤が重なったため、完成までにはおよそ 1 年を要した[3]。公開までに T CrB が爆発しなかったのは僥倖であった。

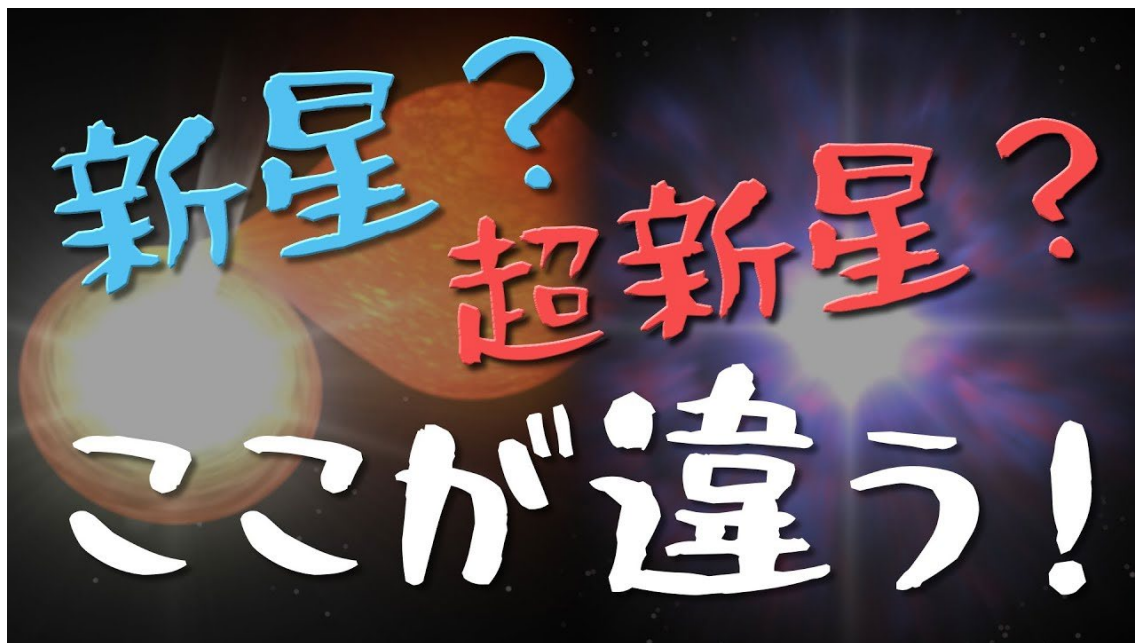
映像公開を機に、ウェブでも情報発信をすることとなった。広報ブログ[4]は山岡が執筆し、ほしぞら情報での詳細記事[5]は佐藤幹哉さんに作成していただいた。それからもう 1 年近くが経過した（集録執筆時）が、T CrB は静穏なままである。

3. 皆さんにお願い

国立天文台広報室の映像チームでは、さまざまな解説動画を作成し、皆さんに使っていただけるようにしたいと考えている。2026 年 3 月 3 日の皆既月食に先駆けて、解説動画を公開した[6]のもその一つである。取り上げると良いテーマや内容について、ぜひリクエストしていただきたい。

(研究会当日の質疑)

- ・映像に改善要望はできる？→ぜひお寄せいただきたい
- ・ライブ配信に比べて解説動画のアクセス数は？→残念ながら 2 ケタ少ない



[3]のサムネイル画像 (クレジット：国立天文台)

参考文献

- [1] リンは新星爆発が生み出した一必須元素の起源に迫る一、2024 年 5 月 10 日、
<https://www.nao.ac.jp/news/science/2024/20240510-jasmine.html>
- [2] 2024 年 7 月の星空情報、国立天文台 YouTube チャンネル、
https://youtu.be/b-hBIr_0jk
- [3] 新星？ 超新星？ ここが違う！、国立天文台 YouTube チャンネル、
https://youtu.be/DB6IMc_g1QU
- [4] 2 度あることは 3 度ある？—かんむり座 T の新星爆発に期待、2025 年 6 月 19 日、
<https://www.nao.ac.jp/news/blog/2025/20250619-tcrb.html>
- [5] (解説) かんむり座 T の情報 (2025 年 6 月)、
<https://www.nao.ac.jp/astro/sky/2025/06-topics03.html>
- [6] それでも月食が起こるわけ、国立天文台 YouTube チャンネル、
<https://youtu.be/dP2q42kzemM>

新星の認知度アップと T CrB

高橋 進
多賀町立博物館

概要

連星・変光星・新星などの用語が一般市民の中でどの程度理解されているかのアンケートを行ったところ、二重星や連星について理解しているのは3分の1、新星については4分の1程度だった。ただ新星についてはアンドロメダ銀河の反復新星の M31N 2008-12a はおよそ 364 日周期で新星爆発を繰り返しており、増光を予測できる天体になっている。そうした流れの中で T CrB の爆発予報が Schaefer 氏より 2023 年に出された。実際には 2024 年 2 月から 9 月の期間では起きなかったが、この予報のおかげで国内変光星観測者での T CrB の目測数はそれまでの 2 倍以上に増加した。T CrB や近年の恒星天文学の進歩により連星・変光星や新星などへの関心と理解は深まってきたと言える。

1. アンケートから見た連星・変光星の認知度

最近は天文学の話題が一般のニュースなどに載ることもよくあり、一般の方にも天文用語がある程度浸透するようになってきた。そこで連星や変光星などについてどの程度認知されているかについてのアンケートを実施した。アンケートは 2026 年 1 月に多賀町立博物館（以下「博物館」）に来館された一般市民の方（39 人）と多賀町にある公開天文台のダイニックスアストロパーク天究館（以下「天究館」）に来館された方（20 人）の 59 人で行った。天究館に来られる方は天文に興味のある人たちであり、その差も見ていく事にした。アンケートの内容は図 1 の通りである。

れんせい へんこうせい
連星・変光星アンケート

担当： 多賀町立博物館 高橋 進

☆ 下のどれかに○をしてください。

幼児 小学生 中学生 高校生以上

☆ 下の質問に答えてください。

1. 変光星とはどんな星でしょう？
変な色の星 動く星 明るさを変える星 わからない

2. 二重星とはどんな星でしょう？
2つの星が接近して 2つの星が 明るい星の上に 知らない
ならんでいる星 重なった星 暗い星が重なった星

3. 連星とはどんな星でしょう？
星のまわりを 星が連なって 星が丸く 知らない
もう一つの星が いる星 並んでいる星

4. 新星とはどんな星でしょう？
生まれ 突然に 新しく名前が 知らない
たての星 爆発する星 ついた星

(ありがとうございました)

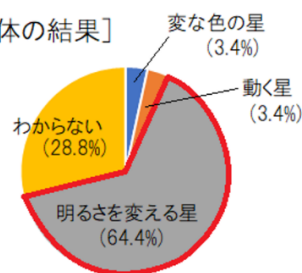
図 1. アンケート調査用紙

(1) 変光星とはどんな星でしょう？

変光星の認知度を知る設問については、全体の回答でも 64.4%の人たちが理解されていることが明らかになった。変光星という言葉自体が、光が変わる星と書くことからわかりやす

1. 変光星とはどんな星でしょう？

【全体の結果】



【天文台での結果】

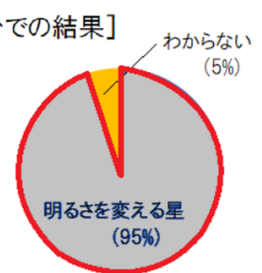


図 2. アンケート「変光星とは」

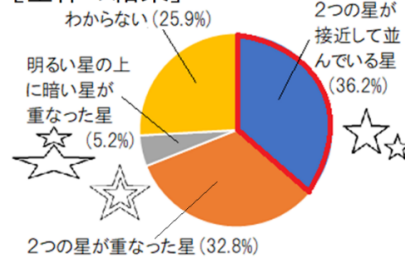
かったと思われる。天究館に来られた人では 95.0%の人が正しく答えており、ほぼ市民権を得た言葉であると言って良いといえる。

(2)二重星とはどんな星でしょう？

公開天文台の観望会などでは月・惑星・星雲星団について観望対象になっている二重星についての設問である。当初はそれなりに高い正解率が得られるのではないかと期待されたのだが、実際にはアンケート全体での正解率は 36%だった。さすがに天究館では 85.0%の正解率だったが、逆に博物館だけでの正解率は 10.3%であり一般の人への認知度がかなり低いことが明らかになった。

2. 二重星とはどんな星でしょう？

[全体の結果]



[天文台での結果]

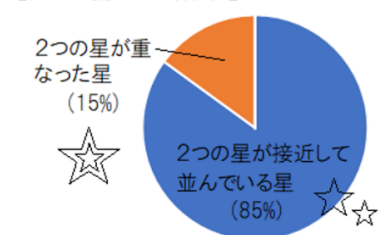


図 3. アンケート「二重星とは」

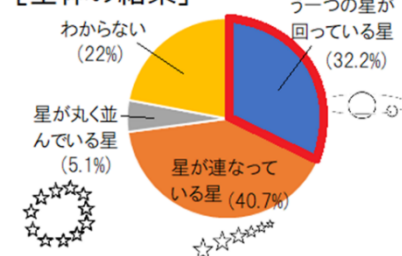
(3)連星とはどんな星でしょう？

う？

二重星と同様にこの設問でも正解率は低く、全体では 32.2%、博物館だけだと 12.8%だった。アンケートの後に回答していただいた人に「2つの星が回り合っている星があるんです」と話をする

3. 連星とはどんな星でしょう？

[全体の結果]



[天文台での結果]

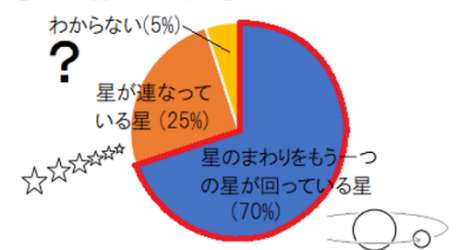


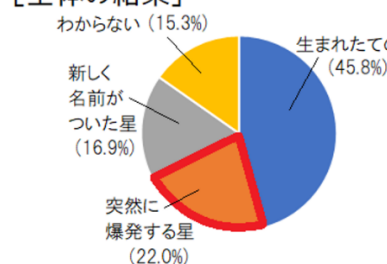
図 4. アンケート「連星とは」

(4)新星とはどんな星でしょう

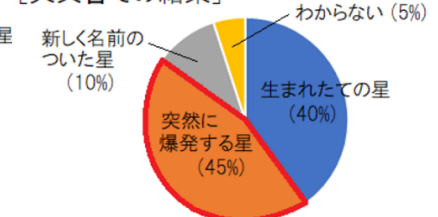
最後に新星についての設問を行ったが、これは予想通りに「生まれたての星」という回答が多かった。辞書などでも「新しく発見され

4. 新星とはどんな星でしょう？

[全体の結果]



[天文台での結果]



た星」などとも書いて
あり、生まれたての星

図 5. アンケート「新星とは」

や新しく名前がついた星などの回答も当然とは言えるが、天究館でのアンケートでも正解率が
45.0%であるのは新星という現象がまだきちんと理解されていないと言える。

2. かんむり座 T 星 (T CrB) の爆発予想と観測数の変化

これまで新星と言うと突然に出現する予測不能の天体のように思われていたが、再帰新星についてはある程度の予想ができるようになってきた。特に 2008 年に西山浩一さん・梶島富士夫さんによって発見されたアンドロメダ銀河 (M31) の再帰新星 M31N 2008-12a は平均周期 364 日で新星爆発が起きており、毎年 10～12 月には多くの観測者による監視が行なわれている。

そうした中で 2023 年に Schaefer 氏より T CrB が 2025.5 ± 1.3 年に爆発を起こすとの予報が出され、それに続いて 2024 ± 0.3 (2024 年 2～9 月) に爆発を起こすとの予報も発表された。この予報はマスコミでも大きく取り上げられ、天文に興味のない一般の人にも知るほどにもなった。

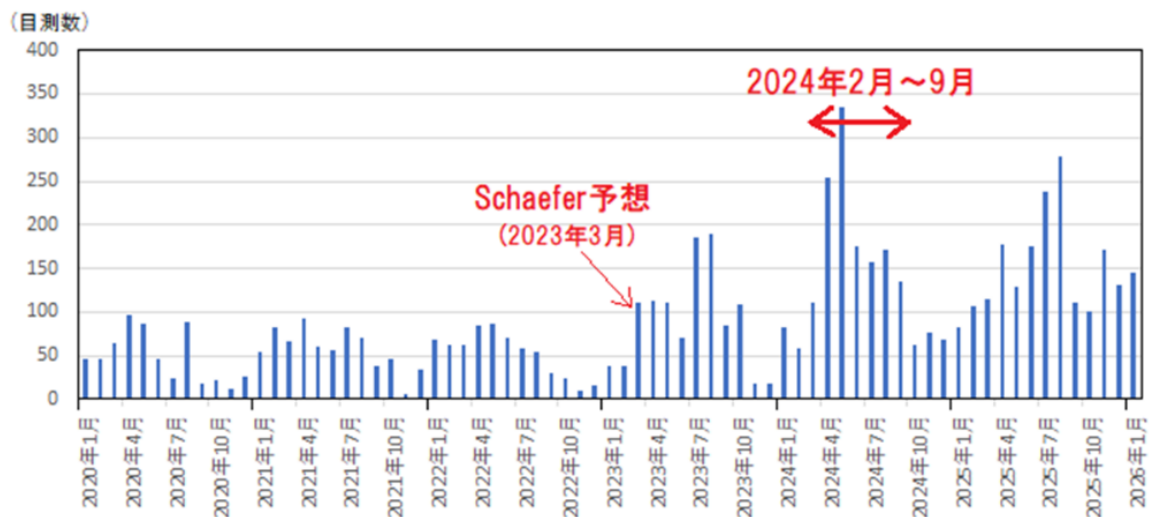


図 6. T CrB の目測数 (VSOLJ データベースより作成)

この予報はアマチュアの変光星観測者にも大きな刺激になり、2023 年より T CrB の目測数は急激に多くなった。日本変光星観測者連盟では T CrB の目測数は 2022 年が 629 目測であったのが、2023 年は 1087 目測、2024 年は 1689 目測と 2 倍以上にも増加した。また日本変光星研究会では「反復新星かんむり座 T の爆発を監視しよう」というスマート望遠鏡(Seestar



図 7. 星の爆発！新星展

S50)を使用した観測キャンペーンを開催しており、2024年3月から2025年末までで2000以上のデータが得られている。また2025年が1975年のはくちょう座新星（V1500 Cyg）の出現から50年になることから多賀町立博物館では「星の爆発！新星展 ～はくちょう座新星1975から50年～」を開催したところおよそ1か月間の会期中に745人の見学者が来られた。これもT CrBの影響もあってのことかと感じている。

天文愛好家の認識としても以前より恒星や変光星に関する興味が高まってきている傾向もある。AstroArtsのホームページでは天文ニュースのページでその時々天文に関わる話題を紹介されているが、その内容はホームページ上で「恒星・銀河」「太陽系天体」「天文現象」「機材・グッズ」などに分類分けされている。その中で「恒星・銀河」と「太陽系天体」の件数について2020年から2025年までの掲載数の変化を表したのが図8である。これを見ると月によってばらつきはあるものの全体的な傾向としては恒星・銀河にかかわるニュースが増えていることがうかがえる。これは天文愛好家の関心がこれまでよりも恒星などに高まってきている事によるかと思われる。

これまで一般市民や天文愛好家が関心を持つ対象と言うと月や太陽、惑星が主だったが、最近は恒星・変光星にも徐々に関心が広がりつつあるように思われる。今回のT CrBに関わったことは、ただ爆発の予想が当たったかはずれたかという事ではなく、恒星に関わる天文学について社会の関心が深まりつつ、観測や研究もさらに進んでいく傾向の表れかとも見られる。今後も引き続き連星・変光星などについての広報・普及が進められることを期待していきたい。

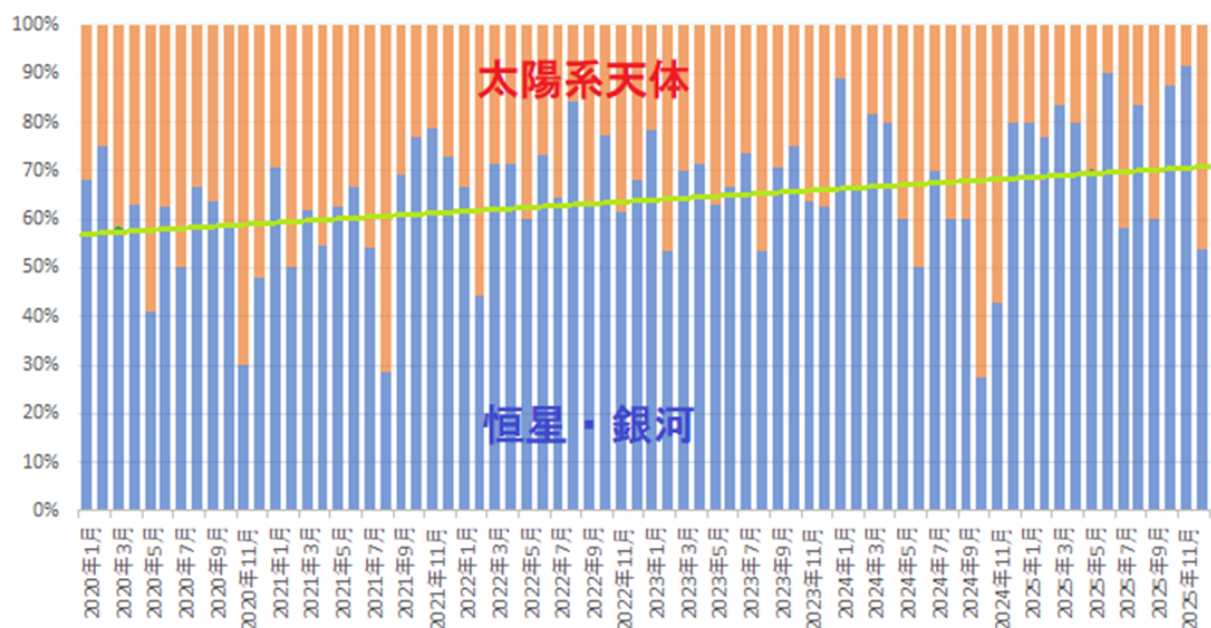


図 8. AstroArts ホームページの天文ニュースでの太陽系天体と恒星・銀河との掲載数の比較グラフ

スマート望遠鏡を用いた変光星の測光観測

今村和義 (阿南市科学センター/日本変光星研究会)

1. はじめに

近年、Seestar (ZWO 社) や Dwarf (DWARF Lab 社) に代表されるスマート望遠鏡が普及している。これらは鏡筒、CMOS カメラ、バッテリー、無線通信機能などを一体化したオールインワン機器であり、スマートフォン等から直感的に初心者でも操作できる。主な用途は電視観望であるが、FITS 画像を保存できる機種では、そのデータを用いて変光星の測光観測にも応用できる。筆者は 2023 年より、Seestar S50 を用いた測光観測の検証を進めてきた。これは、南口雅也氏（星見屋）より本機を使った科学的な観測について相談を受けたことがきっかけである。以後、検証結果を Web 上で広く公開するとともに、他の研究会などでも複数報告してきた [e.g., 1]。

2. スマート望遠鏡による測光

スマート望遠鏡は、小口径 (3~5cm) ながら自動導入、自動追尾、ダーク補正、ライブスタック機能を備えている。従来の望遠鏡に比べて観測の敷居が低く、教育・普及用途や市民科学との親和性も高いと言える。

測光で用いるにあたり、Seestar シリーズ、Dwarf シリーズはともに、G 画像の器械等級と V 等級の間には線形性が確認できる (図 1a)。変光星などの測光観測にも十分応用が可能である (図 1b)。加えて Seestar S30 Pro や Dwarf シリーズには広角撮影の機能がある。広視野の FITS データについても、器械等級 (G 画像) と V 等級の間には線形性が認められ、肉眼等級のような明るい星の測光にも期待が持てる。

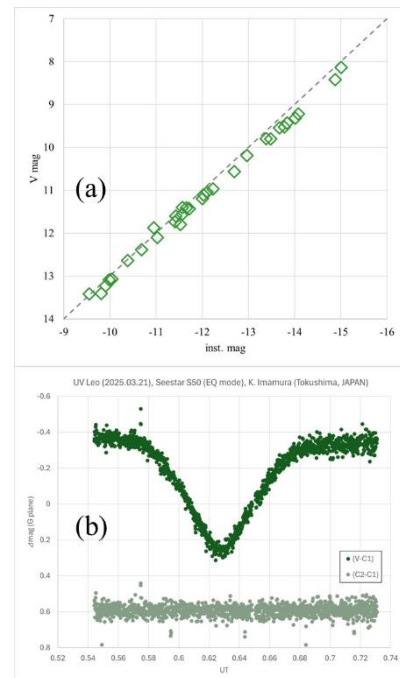


図 1 (a) Dwarf3 の器械等級(G 画像) vs V 等級. (b) Seestar S50 で観測した食連星 UV Leo.

3. T CrB 爆発監視キャンペーン

2024 年 5 月より、日本変光星研究会を母体として、Seestar S50 を主とした「反復新星かんむり座 T 星の爆発を監視しよう！」キャンペーンを開始した。T CrB は 1866 年と 1946 年に爆発記録をもつ反復新星で、近年、次回爆発が注目されている。静穏時は約 10 等であるが、爆発時には 2~3 等に達し、肉眼でも観察可能になると考えられる。本キャンペーンでは、必ずしも精密

なデータを得ることを目的とするのではなく、スマート望遠鏡による科学観測の普及、新星・変光星の啓発、教育・普及現場への波及を重視している。

キャンペーン Web ページでは、T CrB の基礎知識、Seestar S50 による導入・撮影、測光マニュアル、報告フォーム、集計結果等を公開している。参加のしやすさを考慮し、測光済みデータに加えて FITS 画像のみの投稿も受け付け、その場合は事務局側で測光を代行している。

4. 現状の成果

2026 年 2 月時点で、キャンペーンの報告数は 2300 件を超え、報告者は 47 名に達している。参加者の多くは変光星観測の初心者であり、高校生・大学生に加え、小学生など若い世代の参加も見られた。得られた T CrB の光度曲線には（図 2）、伴星由来と考えられる楕円体状変光が十分に現れている。多数のスマート望遠鏡と継続的な観測によって有意な変光が捉えられた。

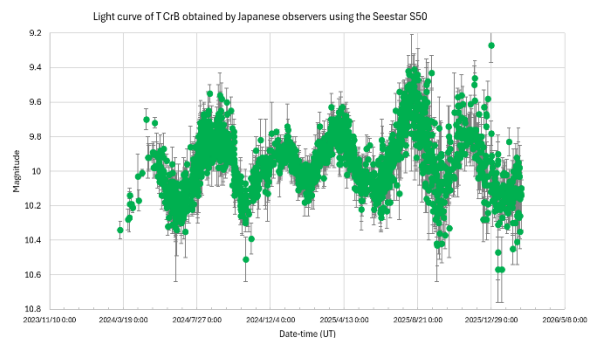


図 2 キャンペーンへの報告データのみで描いた T CrB の光度曲線。

5. 課題と展望

Seestar S50 および S30 では、2025 年 8 月中旬のアプリ・ファームウェア更新以降、カウント値に影響するオフセット等の内部処理が変化し、従来は飽和しなかった 8～10 等星でも飽和を示す例が確認されている。一方、Seestar S30 Pro および Dwarf シリーズでは、現時点で同様の挙動は確認されていない。

また、T CrB が爆発した場合、現在公開している観測手法では目的星が明るすぎて測光が困難になる。そのため、デフォーカス測光や広角側を用いた観測手法、さらに Dwarf シリーズ等を含む他機種での参加手順を早急に整備する必要がある。

一方スマート望遠鏡は導入の容易さから市民科学や教育普及に適した観測機器である。今後、観測支援ツールやマニュアルを整備することで、デジカメに続く新たな観測手法として発展していくことが期待される。

参考文献

- [1] 今村和義&南口雅也, 2024, “Seestar S50 を用いた測光観測の検証と普及”, 第 38 回天文教育普及研究会集録

高校生による変光星観測（ペガサス座 BP の測光観測）

穂積 正人（顧問）、田上 空也（高3）

【兵庫県立舞子高等学校 天文気象部】

概要

ペガサス座 BP の明るさが周期的に変化することを確認するため、3色測光観測を行い、光度曲線を作成した。さらに変光周期と極大、極小における温度変化・半径の比を求め、変光の原因の解析を行った。

1. 解析方法

兵庫県立大学西はりま天文台 60 cm 望遠鏡に CCD カメラ（SBIG ST-L）を使用して3色測光観測を行った。そしてVバンド、Bバンド、Rバンドフィルターを使用し露出時間30秒で繰り返し撮影を行った。得られた画像データはFITS形式のため、国立天文台の画像解析ソフト「マカリ（Makali'i）」を使用してダーク解析、及びフラット補正を行い、一次処理をした。次に、ペガサス座 BP の明るさを求めるため比較星とともにカウント値を求め、ポグソンの式を用いて等級に変え光度曲線を作成した。

2. 結果と分析線 観測で得られた光度曲線は下の図1のようになった。

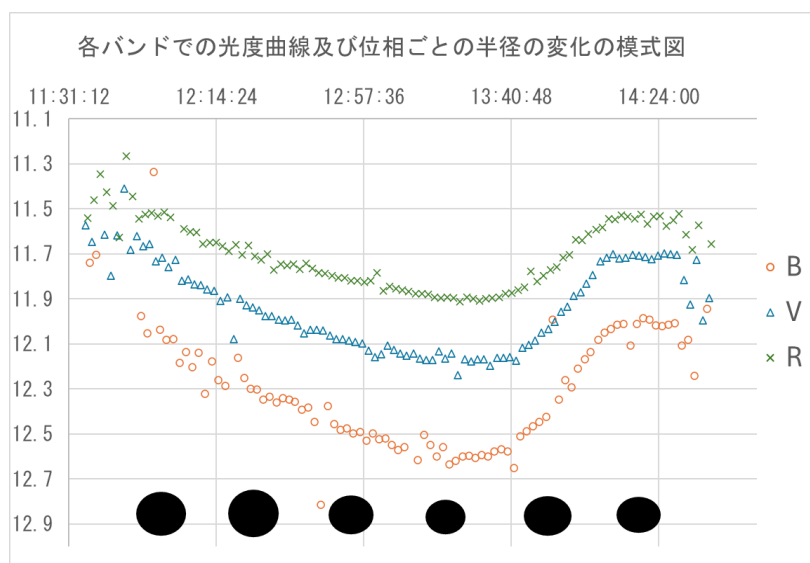


図1 各バンドでの光度曲線及び位相ごとの半径の変化の模式図

	極大	極小
R等級	11.54	11.9
V等級	11.7	12.16
B等級	11.99	12.6
V-R	0.16	0.26
B-V	0.29	0.44

表1 光度曲線から算出した値

	極大 (K)	極小 (K)
温度	7220	6500

表2 温度

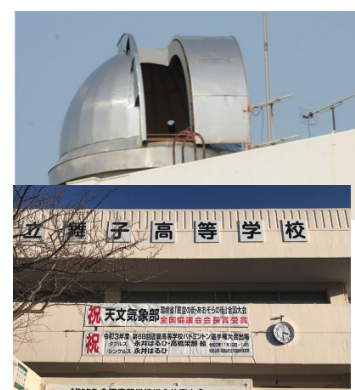
3. 考察

図1から変光周期が約150分であることがわかる。これは変光星総合カタログに約158分(Samus et al.2017)と記載されており、近い値がでた。図1から各バンドごとで光度変化に差があった。これよりこの天体は光度変化に伴い、色が変化していると考えられる。また、図1から読み取り、色指数を求めた(表1)。加えて Pecaut & Mamajek (2013) の表を用いて色指数を表面温度に換算した(表2)。Vバンドの極大と極小の等級差と温度差を用いて、極大と極小の半径比を求めた。その結果、極大と極小の半径にほぼ違いがなかった。これは2021年2022年に当天文部が別の天体で行った先行研究の結果とほぼ一致する。しかし、本当に半径が変化しないのか、極大と極小以外のところにピークがあるのかわからない。よって極大と極小の中間3つの時刻をとり、同様に温度と半径を求めた。その結果、光度が極大になるときに、半径が最大になるときにずれが生じていることが分かった。今後は半径の変化の周期を求めて光度曲線の周期と比較したい。

4. 学校紹介

舞子高校は創立52年目の比較的新しい高校です。明石大橋を屋上から臨める、神戸市垂水区にあります。屋上には、天体ドームがあり、150cmの反射望遠鏡が設置されています。

クラブ活動は、人類共通の財産である、「夜空の星」のもと、「みんなで楽しむ天文・宇宙」をコンセプトに、研究活動・地域での観望会開催・ワークショップ・Mitakaの3D上映・プラネタリウム上映などを行っています。



I Ib 型超新星 SN 2024iss の可視赤外線観測に基づく研究

奥田虎太郎¹

¹ 広島大学

Abstract

初期質量が太陽の 10 倍以上の星が起こす重力崩壊型超新星爆発のうち、I Ib 型超新星は爆発前に水素外層の大半を失った状態から生じると考えられている。本研究では、近傍銀河 LEDA 1846725 に現れた I Ib 型超新星 SN 2024iss に対し、かなた望遠鏡を用いた多波長測光および偏光観測を行い、爆発直後の Shock-cooling と偏光度の時間変化から爆発の立体構造を評価し、親星の起源を探ることを目的とした。観測の結果、光度曲線において極大の約 17 日前に Shock-cooling に由来するとみられる鋭い初期ピークを検出した。偏光観測においては、この Shock-cooling 期に約 1.3% の高い偏光度を示し、その後メインピークに向けて偏光度が約 0.5% まで減少する過程で、偏光方位角が約 90 度回転するという特徴的な時間変化を捉えた。これらの結果は爆発の立体的な非対称性を強く示唆している。伴星との相互作用によって親星の薄い外層が公転面上に歪んで分布し、内部のイジェクタがそれに垂直な方向に伸びているという非対称な構造モデルによって、偏光方位角の回転を解釈できる。一方で、爆発初期の $H\alpha$ 線の膨張速度が星周物質の放出速度として解釈するには大きすぎることや、極大付近でも比較的高い偏光度を保つことなどから、爆発直後からイジェクタがすでに見えていた可能性も考えられ、親星の質量放出の歴史についてさらなる慎重な議論を要することを示すものである。

1. Introduction

重力崩壊型超新星爆発とは、初期質量が太陽の約 10 倍以上の星が、星の一生の最期に中心核が重力崩壊を引き起こし爆発する現象のことである。重力崩壊型超新星の中でも I Ib 型は、爆発前に水素外層の大半を失った状態から生じると考えられている。この外層喪失のメカニズムとして、大質量星の恒星風による単独星の進化過程と、伴星への質量輸送による連星系の進化過程の二つのシナリオが議論されているが、特定には至っていない。親星から失われた質量は、爆発の直前には星周物質として親星の周囲に存在する。近年の観測によって、超新星の近傍に存在する星周物質の空間分布を解明することが、大質量星の進化段階における質量放出のメカニズムを理解する上で重要視されている。本研究では、爆発直後に衝撃波で加熱された外層が急激に膨張・冷却する際に放射される Shock-cooling の観測から星周物質の特徴を推定し、同時に偏光観測によって爆発の立体構造を評価することで、外層の進化と超新星爆発の関係を探ることを目的とした。

2. Observation

観測対象は、2024 年 5 月 12 日に発見された I Ib 型超新星 SN 2024iss(母銀河 LEDA 1846725)である。観測には広島大学の 1.5m かなた望遠鏡に搭載された HOWPol および HONIR を用いた。測光観測は HOWPol で 20 夜、HONIR で 28 夜実施し、偏光観測は HONIR で 10 夜行った。取得したデータについては、解析ツール IRAF を用いてリダクションを行った。

3. Results

Figure1 は、かなた望遠鏡の 7 バンドのデータを

用いて作成した SN 2024iss の光度曲線である。横軸は R バンドでの極大からの日数、縦軸は見かけの等級を表している。見かけの等級に関しては、対象天体と同一視野内のカタログ星の等級と超新星の等級を比較する相対測光を行なって算出している。

可視・近赤外線のライトカーブにおいて、全観測波長帯でメインピークを捉え、その際の等級は $R \sim 13.0 \text{ mag}$ である。また、メインピークとは別に極大の約 17 日前に鋭いピークを検出した。これは Shock-cooling による放射と考えられる。SN 1993J などの他の I Ib 型超新星の絶対等級と比較すると、本天体はメインピーク後の減光が速く、かつ Shock-cooling 後の減光幅が小さい状態でメインピークへと移行しているという特徴が見られた。

Figure2 は、絶対等級と偏光度 P 、偏光方位角 θ を、それぞれ横軸を揃えた状態で比較したものである。横軸は V バンドでの極大からの日数を表している。上段は光度曲線のうち Shock-cooling の部分を拡大したものであり、縦軸は V バンドでの絶対等級を表している。見かけの等級から絶対等級への変換は、距離を $\sim 14.1 \text{ Mpc}$ ¹、天の川銀河による吸収量を V バンドで 0.031 mag ² として計算した。母銀河からの吸収寄与については、通常スペクトル中の Na I D 吸収線の等価幅から推定するが、本天体に関しては母銀河の Na I D 吸収線が明瞭に見られなかったため、母銀河からの吸収寄与はないと仮定した。本天体の V バンドのライトカーブは極大の 17 日前にピークを迎え、その後極大 15 日前まで減光したのち、極大に向けて再増光している様子が捉えられた。中段及び下段は偏光観測の結果であり、ストークスパラメータをプロットした QU 平面から偏光度 P および偏光方位角 θ を算出しプロットしたものである。中段は偏光度 P を表しており、縦軸はパーセンテージである。極大の 19 日前、18 日前は $P \sim 1.3\%$ と高い偏光度を

示し、極大 16 日前以降は $P \sim 0.5\%$ と減少している。しかし P は減少してもゼロにはならず、さらに極大付近で $P \sim 0.5\%$ という値は、このタイプの超新星では比較的大きい部類である。下段は偏光方位角 θ のプロットであり、縦軸は度 (degree) である。このプロットから、極大 15 日前までの Shock-cooling の時期から極大 11 日前以降のメインピークの時期で偏光方位角が約 90 度回転していることがわかる。

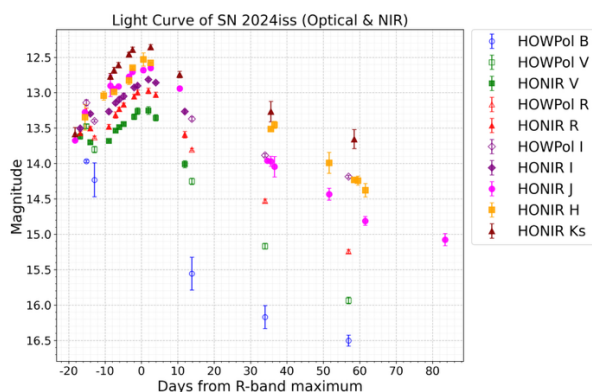


Figure 1. SN 2024iss の光度曲線

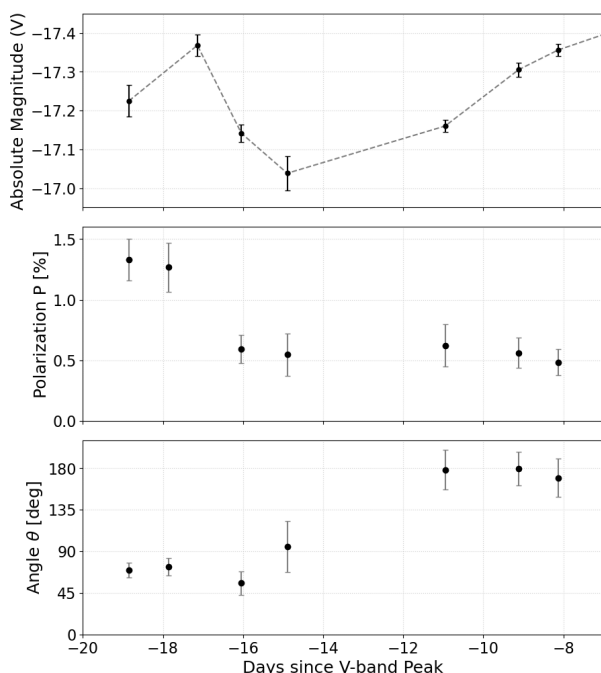


Figure 2. 絶対等級、偏光度 P 、偏光方位角 θ の比較

4. Discussion

Shock-cooling 時における大きな偏光度と、その後の

メインピークへの移行に伴う偏光方位角の約 90 度の回転は、爆発の立体的な非対称性を示唆している。

Figure3 が、この結果から考えられる超新星の描像である。伴星との相互作用によって親星の星周物質が公転面上に歪んで分布しており、イジェクタはそれに垂直な方向に伸びているという構造が推測される。爆発初期にはこの歪んだ星周物質からの放射が優勢であり、時間が経過して星周物質が希薄になるにつれて、垂直方向に伸びたイジェクタが見えてきたと解釈できる。ただし、爆発 1 日目のスペクトルには、イジェクタ由来と思われる吸収線がすでに見えていた可能性を示しており、星周物質の物理状態については慎重な議論が必要である。さらに、極大光度付近でも偏光度が約 0.5% と比較的大きな値を保っていた。これは、Shock-cooling やイジェクタからの直接放射とは異なるメカニズム、例えば超新星の周囲に存在するダスト雲が光を散乱している可能性もある。今後は分光データの解析も進め、親星の質量放出の歴史や連星系としての進化過程の全体像を明らかにしていく。

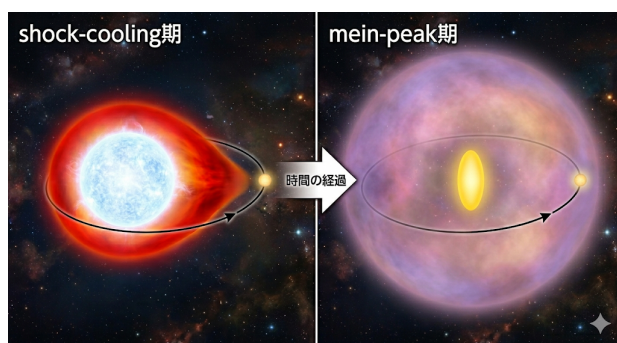


Figure 3. 結果から想像される超新星の描像 (生成 AI を用いて出力)

Reference

- [1] Yamanaka, et al. 2025, Publications of the Astronomical Society of Japan
- [2] <https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>
- [3] Morales-Garoffolo, et al. 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society
- [4] Richmond, et al. 1996, The Astrophysical Journal
- [5] Pastorello, et al. 2008, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society

共通外層進化について

鴈野 重之

九州産業大学理工学部

概要

共通外層進化 (Common Envelope Evolution: CEE) は、連星系の進化において極めて重要な過程である。特に中性子星連星 (NS-NS) をはじめとする、多様な近接連星系の形成には、CEE の段階を経ることが不可欠である。本稿では、CEE の概要を紹介したのち、連星進化モデルの中での CEE の取り扱い方法、CEE モデルの未解決問題、エネルギー論的考察、観測的特徴、CEE 後の進化と NS-NS 連星形成への影響について概観する。

1. CEE の概要

連星系の一方の星が進化して膨張し、ロシュローブを満たすと、伴星への質量移動が始まる。この過程で軌道が不安定化し、両星が共通の外層に包まれる CEE が発生する。CEE 中、伴星は主星の外層を通過しながら軌道を縮小し、軌道運動エネルギーを外層に与えることで外層を放出する。CEE の結果として、主星コアと伴星が合体すると、表面組成が通常と異なる星や、Thorne-Zytkow 天体などが残ると考えられている。一方、合体が起こる前に外層がすべて放出されると、CEE 後にはタイトな連星系が残される。一部の白色矮星を含む近接連星系はこのようなメカニズムで誕生したと考えられているほか、Ib/c 型超新星のような水素外層がはぎとられた超新星爆発の前駆天体なども CEE によって形成される可能性がある。

2. 連星進化モデルにおける CEE の取り扱い

連星進化における理論モデルとしては、 α 形式と呼ばれるモデルが使われることが多い。これは、CEE 前の連星系の持つ軌道運動エネルギーのうち、割合 α が巨星外層の束縛エネルギー解放に使われると仮定して、CEE 後の連星軌道を求めるものである [1]。

具体的には

$$\alpha \left(\frac{GM_c M_2}{2a} - \frac{GM_1 M_2}{2a_0} \right) = \frac{GM_1 (M_1 - M_c)}{\lambda R_1} \quad (1)$$

という式を用いて CEE 後の軌道間隔 a を求める。この式の左辺は連星の軌道運動エネルギーであり CEE 開始時の軌道間隔を a_0 とし、主星、伴星および主星コアの質量をそ

れぞれ M_1 、 M_2 、 M_c としている。一方、右辺は主星外層が束縛される重力エネルギーを表す。 R_1 は主星半径であり、 λ は星の内部構造を反映したパラメタである。

3. CEE モデルの不定性

CEE の理論モデルとしては、伝統的に式(1)で記述される α 形式が用いられてきた。このモデルでは軌道運動エネルギーの外層剥離への変換効率 α と、巨星の中心集中度を表すパラメタ λ が用いられている。しかし、これらのパラメタには不定性があり、普遍的な値は存在しない可能性が高い。実際には、考える対象天体によって、 α λ の値を 0.1 程度から 5 程度までの間で選んで適用することが多い。

また、 α 形式では CEE の開始時点の軌道間隔（および主星半径）と、コア質量を要求する。しかし、CEE がどこで始まるかは自明ではない。主星がロッシュローブを満たすという条件が簡便であり、よく用いられるが、実際には伴星もロッシュローブを満たし、軌道が不安定化するという CEE 開始の原理的条件と同等かはよくわからない。また、巨星内部でははっきりとしたコア-外層境界が存在するわけではなく、巨星コアの定義も実はあいまいである。このように、 α 形式は簡便さゆえによく用いられるが、未解明な点は多く残っている[2]。

また、 α 形式では連星の軌道運動エネルギーを利用して外層を引きはがすと仮定しているが、CEE に関与するエネルギーとしては、軌道運動エネルギーと外層の束縛エネルギーはほぼ同程度であり、エネルギー変換効率が 1 以下であることを考えると外層の引きはがしに十分なエネルギーが供給できない可能性が高い。そこで、外層の引きはがしには水素の再結合エネルギーが無視できない寄与を持つ可能性がある。また、磁場エネルギーの寄与は小さいが、CE の形状やジェット形成に影響を与える可能性がある。

4. 観測的側面：Luminous Red Nova (LRN)

CEE の観測的対応天体として、Luminous Red Nova (LRN) が注目されている。特に V1309 Sco は、連星の軌道収縮から合体、爆発に至る過程が観測された初の事例であり、CEE の存在を裏付ける重要な証拠となっている[3]。LRN は、数千～1 万 K の高温から赤い超巨星様スペクトルへの変化、ゆっくりとした増光と急速な減光、赤外線での残光などの特徴を示す。これらの観測結果は、CEE 中に放出された外層が再結合しながら冷却するという理論モデルと整合的である[4]。ただし、LRN の観測例が増えるにつれ、そのライトカーブの多様性も明らかになっている。CEE 理解のためには、LRN の観測例を増やすことが重要であるといえるだろう。

5. CEE 後の進化と周連星系円盤 (CBD)

CEE 後、連星系の周囲に周連星系円盤 (Circum-Binary Disk: CBD) が形成される可能性がある。数値流体計算によれば、重い CBD が長時間残存し、連星系との相互作用を通じて軌道進化を引き起こす[5,6]。CBD の粘性時間に依存して軌道半径がさらに縮小し、離心率も上昇することが示唆されている。このような CBD の存在は、CEE 後の連星系の進化において重要な役割を果たす可能性がある。

とくに、CEE と CBD の影響を考慮することで、二重中性子星連星の形成と合体率に対する理解が深まることが期待される。CEE 後に形成される巨星コアと中性子星の連星系が CBD の影響でさらに軌道を縮小し、離心率が上昇することで、重力波放出による二重中性子星連星の合体率が増加する可能性がある。特に、Case C の質量移動から始まる CEE では、CBD の影響が合体率の増加に寄与することが示唆されている[7]。

6. おわりに

共通外層進化 (CEE) は、連星系の進化において不可欠な過程であり、特に非常にタイトな近接連星系の形成や、ブルーストラグラマーなどの表面組成異常を示す星の形成において中心的な役割を果たすと考えられている。しかし、その開始条件や終了条件、エネルギー収支、モデルパラメータなどには未解明な点が多く残されている。近年の観測的進展により、LRN との関連性が示唆され、CEE 研究に新たな視点が加わっている。今後の理論的・観測的研究の進展により、CEE の全貌が明らかになることが期待される。

参考文献

- [1] Webbink R. F., 1984, ApJ, 277, 355
- [2] Ivanova, N., et al. 2013, A&AR, 21, 59
- [3] Tylenda, R., et al. 2011, A&A, 528, A114
- [4] Matsumoto, T. & Metzger, B. D., 2022, ApJ, 938, 5
- [5] Siwek, M., Weinberger, R. & Hernquist, L. 2023, MNRAS, 522, 2707
- [6] Valli, R., et al., 2024, A & A, 688, A128
- [7] Karino, S. & Nakamura, K., 2026, Submitted.

WZ Sge 型スーパーアウトバースト初期の 連続分光観測による $H\alpha$ 輝線源の時間進化の研究

磯貝 桂介^{1,2}

¹京都大学岡山天文台、²東京大学

概要

WZ Sge 型矮新星は、数年～数十年に 1 度の頻度で降着円盤の突発的な増光現象スーパーアウトバーストを起こす。増光直後から 1～2 週間の間に見られる微小な光度変動「早期スーパーハンプ」が見られるが、その物理メカニズムは未だ解明されていない。連続分光観測からスペクトルの時間変化を追うことが出来れば、早期スーパーハンプ期の降着円盤の構造をより詳細に理解し、物理メカニズムの解明につながる。そこで、私は 2025 年にスーパーアウトバーストを起こした WZ Sge 型矮新星 TCPJ1627-1030 を複数期に渡って分光観測した。その結果、降着円盤由来と想定されるよりも低速度で回転する成分から輝線が出ていることが分かった。これは、早期スーパーハンプ期に円盤風や円盤コロナといった垂直構造が存在することを示唆する結果である。

1. Introduction

矮新星とは、白色矮星を主星に持つ近接連星系であり、ロシュローブを満たした晩期型の伴星からの質量輸送により降着円盤を形成している。降着円盤に溜まった質量が一定値を超えると、円盤内の粘性が急激に上昇し、主星へと落ち込むことで重力エネルギーを解放して明るく輝く。この現象はアウトバーストと呼ばれ、降着円盤の物理メカニズムを理解する上で重要な観測ターゲットとなる。WZ Sge 型矮新星は、その中でも増光頻度が低く、数年～数十年に 1 度、大規模な増光「スーパーアウトバースト」を起こすサブグループである。WZ Sge 型スーパーアウトバーストの特徴として、増光初期に早期スーパーハンプと呼ばれる、軌道周期とほぼ同じ周期を持ち、振幅 1 等以下の光度変動を示す。早期スーパーハンプは円盤の垂直方向の幾何構造の変化によるものだと考えられているが、構造変化を引き起こす物理メカニズムについては決着がついていない。

早期スーパーハンプの物理メカニズムに決着をつけるには、円盤の幾何構造や温度構造を観測的に検証することが重要となる。そのためには、アウトバースト初期から 1～2 週間程度の複数回の観測をする必要がある。そのような試みは過去に実施されている。特に、同時多色測光データから円盤の幾何構造を解き明かす円盤垂直構造マッピング (Uemura et al. 2012) や、連続分光データから輝線の視線速度変化を捉え、輝線源の速

度空間上での分布を調べるドップラートモグラフィ (Marsh & Horne 1988) が知られている。今回、複数期にわたる連続分光データの取得に成功したため、結果を報告する。

2. Result

我々は、2025 年 7 月に WZ Sge 型スーパーアウトバーストを起こした TCPJ1627-1030 の連続分光観測を実施した。せいめい望遠鏡に搭載されている中低分散分光装置 KOOLS-IFU を用い、 $H\alpha$ と周辺へのリウム輝線の時間変化をとらえることに成功した。観測は、増光直後から 1 週間後までの 4 回にわたり実施した。検出できた輝線は $H\alpha$ 、He I 5876 Å、He I 6678 Å、He I 7065 Å、He II 6560 Å の 5 つである。

図 1 は 7 月 27 日の He I のドップラートモグラフィの結果である。 $H\alpha$ と He I は、日ごとの明確な変化を検出することが出来なかった。一方、 $H\alpha$ と重なっているため明確な検出は難しいものの、He II が時間とともに減衰していく様子が観測された。He II は円盤内側などの高温領域から放射される成分であり、温度が次第に減少していく、つまり円盤内部の質量降着率が次第に減衰していくことを示唆する結果である。

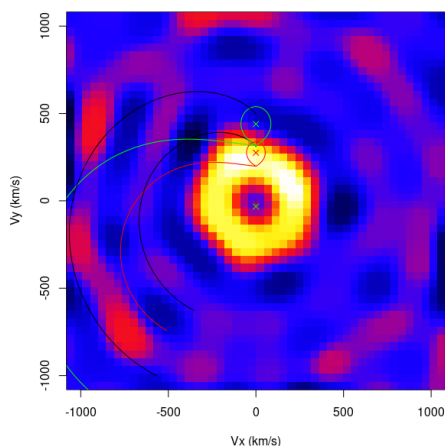


図 1. 7 月 27 日の He I 輝線のドップラートモグラフィの結果。赤線、緑線で示したのは、それぞれ軌道傾斜角 40 度、60 度で主星質量 $0.6M_{\text{sol}}$ 、 $1.0M_{\text{sol}}$ の場合。

3. Discussion

ドップラートモグラフィの結果に、伴星・降着円盤・降着流の場所を重ねることで、輝線源の場所を推定できる。そのために必要なパラメータは連星質量比、主星質量、軌道傾斜角、起動位相である。早期スーパーハンプは円盤の垂直方向のふくらみによるものだと考えられているため、軌道傾斜角が高いほど振幅は大きくなる。その経験則から、軌道傾斜角 40~60 度という推定値を得ることが出来た。その他の推定値も使って伴星の視線速度を求めて重ねると図 1 上部の赤・緑の丸の位置になり、円盤状の輝線源が伴星と同程度かそれより遅い視線速度を持つことが分かった。これは降着円盤が輝線源であるとする従来の解釈では説明できないほど低い視線速度であり、早期スーパーハンプ期に円盤風や円盤コロナといった垂直構造が存在することを示唆する結果である。

参考文献

- [1] Uemura, M., Kato, T., Ohshima, T., Nogami, D., Maehara, H., 2012, PASJ, 64, 92
- [2] Marsh, T. R., & Horne, K. 1988, MNRAS, 235, 269

GOTO065054.49+593624.51 の観測的研究から探る 再増光メカニズムについての考察

保家大将¹、磯貝桂介²、野上大作¹、Tonny Vanmunster³, Stephen M.Brincat³、

Franz-Josef Hambach³, Tamás Tordai³

¹京都大学、²岡山天文台、³VSNET collaboration

概要

我々は WZ Sge 型矮新星の GOTO065054.49+593624.51 を観測した。その結果多くの再増光を長期間にわたって示す特徴的な type-E+B 天体であると判明した。しかし T_{reb} というパラメータで比較すると、通常の type-B 天体と GOTO0650 は大きく変わらないと推測した。そこで再増光のモデルとして考えられている二つのモデルに対して、それぞれのモデルがどれほど T_{reb} を説明できるかを調査した。結果として T_{reb} のみではモデルの選択を行うことができなかった。

1. intro

矮新星とは主星を白色矮星、伴星を晩期型主系列星とする系で伴星からのロッシュローブオーバーフローにより降着円盤が主星の周りに形成されている。WZ Sge 型矮新星はその進化経路の最終段階にあたる系である。WZ Sge 型矮新星の光度曲線はスーパーアウトバーストや再増光の形から A~E の五種類にさらに分類分けでき、C→D→A→B→E と進化していくと予想されている[1]。現在再増光のモデルとしてガス貯蔵庫モデル[2,3]と質量輸送率増強モデル[4]が考えられている。前者は降着円盤の外縁にガスを貯蔵でき、スーパーアウトバースト終了後にそこからガスが落ち込むことで再増光を起こすモデルである。後者はスーパーアウトバーストにより高温になった降着円盤や主星によって照射された伴星からの質量輸送率が一時的に増加することで降着円盤に流入するガスが増え再増光を起こすモデルである。

2. GOTO065054.49+593624.51

2024/10/4 に新規発見された WZ Sge 型矮新星[5,6,7]。VSNET, VSOLJ, AAVSO, LCO のデータを用いて光度曲線を描いた(図 1)。その光度曲線の形から type-E+B 天体と最終的に判定された。しかし通常の type-B 天体と比較して非常に長期間にわたり多くの回数の再増光を示したことが特異な点であった。*O-C*を用いたスーパーハンプの

解析から GOTO0650 の質量比を 0.073(9)、軌道周期を 0.0625(2)[d]と推定した。これにより先行研究では WZ Sge 型矮新星の進化経路は予測されているが、GOTO0650 もその通常の進化経路をたどる天体である可能性が高いことが示唆された。

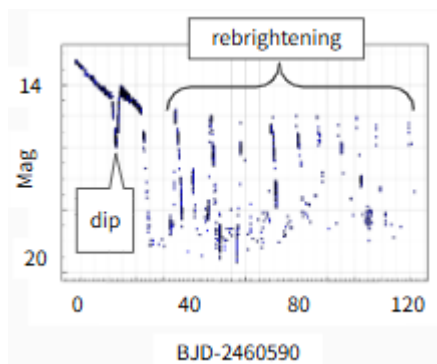
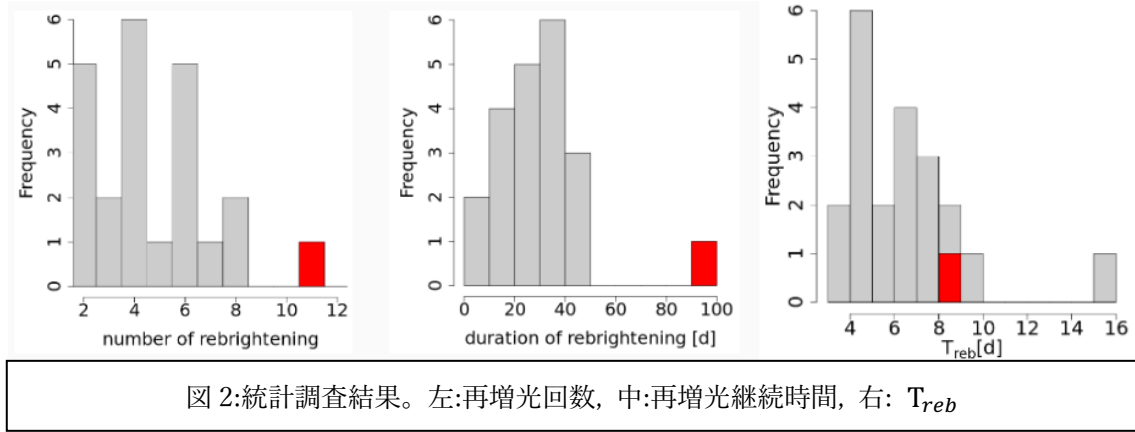


図 1:GOTO0650 の光度曲線

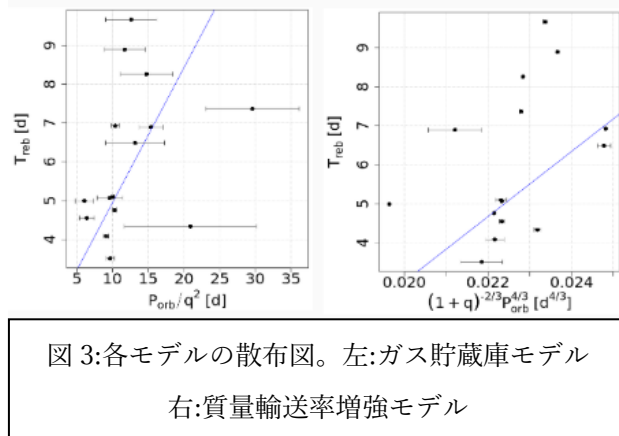
3. Type-B 天体の統計調査と考察

WZ Sge 型矮新星の type-B 天体に対して再増光回数、再増光継続時間、 T_{reb} の観点から統計調査を行った。ただし再増光回数はスーパーアウトバーストが終了してからの再増光のピークの数、再増光継続時間はスーパーアウトバーストが終了し rapid fading に入ってから再増光の最後のピークまでの日数、 T_{reb} は再増光継続時間を再増光回数で割った値、すなわち一回再増光するのにかかる平均日数である。その統計調査の結果をヒストグラムで示す(図 2)。これを見ると



GOTO0650 は通常の type-B 天体より長期間にわたり多くの回数の再増光を示していることが分かる。しかし T_{reb} というパラメータで比較すると通常の type-B 天体と大きく変わらない値であることが推測できる。そこで再増光のメカニズムは type-B 天体を通して同じであると仮定づけた。

4. モデルの比較と考察



ガス貯蔵庫モデルと質量輸送率増強モデルでは T_{reb} をそれぞれ P_{orb}/q^2 、 $(1+q)^{2/3}P_{orb}^{-4/3}$ で説明できると考え、type-B 天体に対しそれらのパラメータで散布図を描いた(図 3:左:ガス貯蔵庫モデル、右:質量輸送率増強モデル)。これによると両モデルとも T_{reb} との相関を示したがモデル選択を可能にするほどの有意な差は得られなかった。

参考文献

- [1] Kato, 2015, PASJ [2] Kato et al., 1998, ASPC [3] Osaki, 2001, ASPC
[4] Hameury et al., 2000, A&Astrophysics [5] Killestein et al., 2025, A&A
[6] Castro-segura et al., 2025, MNRAS [7] Killestein et al., 2025, ATel #16842

おそい新星の秘密

加藤 万里子¹, 蜂巢 泉²

¹ 元慶応義塾大学、² 元東京大学

概要

新星にはいろいろなタイプがあるが、ここではおそい新星のうち、光度曲線のピークが平らではなく、大幅にガタガタするタイプの新星について議論する。普通の新星では爆発直後に新星風が起こり、ガスがすみやかに飛ばされるので、はやく減光する。いっぽう PU Vul などでは新星風が起こらないため、ピークが平らになる。Gaia22alz や V1405 Cas などはその中間で、はじめは新星風が起こらず、ある程度明るくなってから起こるのだが、その変遷期で、おおきな変光を示す。

1. いろいろな新星の光度曲線

新星は連星系中の白色矮星が起こす現象で、白色矮星の上につもったガスが不安定核燃焼を起こして爆発し明るくなって起こる。

図1(左)に、いろいろな古典新星の光度曲線を示した。(a)では減光が早い順に左から、V1674 Her, KT Eri, V723 Cas である。縦軸は絶対光度なので、減光が早いほどピークが明るい傾向があることがわかる。(b)は遅い新星 PU Vul と CN Cha で、平たいピークが数年間も続く。図1右は、その中間にあたるおそい新星で、この5つはどれもよく似ている。特徴は(1)ゆっくりした立ち上がり、(2)数十日くらいの周期で大きく変光する。(3)減光時期はガタガタが収まりつつ、なめらかな線に近付く。これらおそい新星では、白色矮星の質量が0.6太陽質量くらいと考えられ、普通の新星よりずっと軽い。(早い新星では1.0太陽質量以上、V1674 Herでは1.35太陽質量くらいと考えられている)。

2. 新星の光度曲線の理論的説明

新星の光度は理論的には Kato の新星風理論で説明されてきた。白色矮星のまわりの広がったガスの内部で、opacity のピーク部分で内側から流

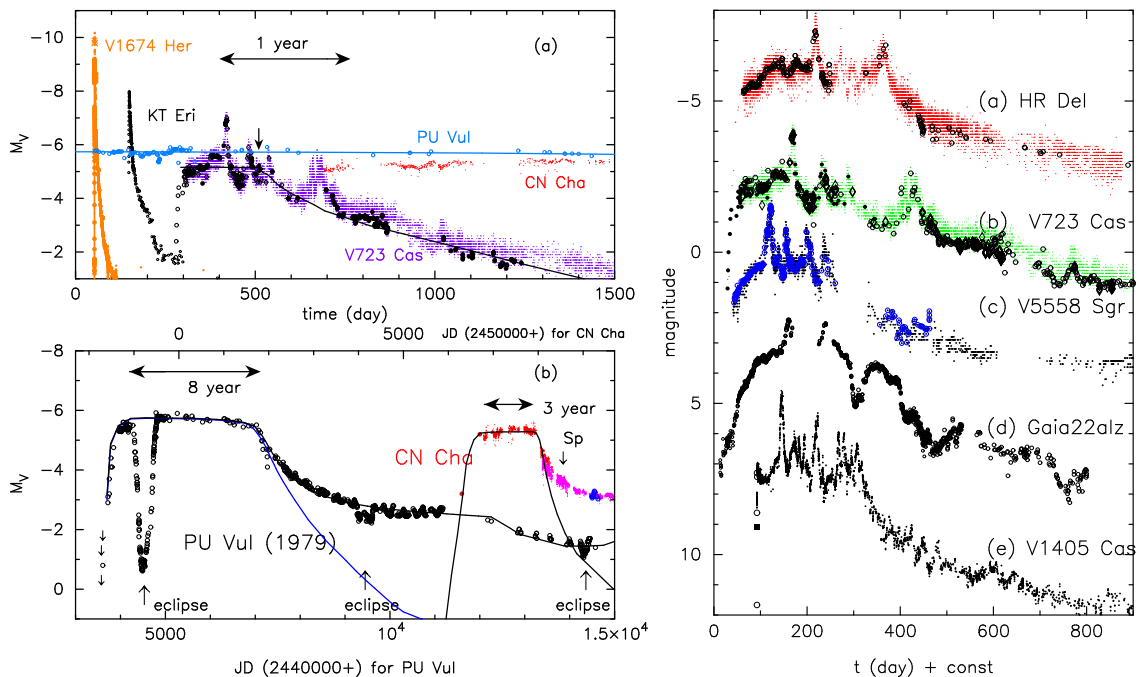


図 1: (左) (a) 左から右へ、早い新星から遅い新星までの光度曲線の比較。縦軸は絶対光度。(b) おそい新星 PU Vul (黒：食が3回ある) と CN Cha。ピークの一部が(a)にも出ている。(右) 5つのおそい新星の比較。小さい点は AAVSO (vis) で黒丸 (V) と区別してある。

れてくる光のフラックスがさえぎられ、ガスを加速する。ガスの加速は光球面より内側で起こるため、optically thick winds と呼ばれている。

普通の新星では、爆発直後に新星風が起こり、ガスが短時間で飛ばされるので、減光が早い。いっぽう PU Vul では新星風がまったく起こらないため、ピークが平らになる。図1右のおそい新星はその中間で、はじめはガスが静かに膨張し、ある程度明るくなってから新星風が起こり始める。ただし、静かな時期(静水圧平衡)と新星風の時期(定常的な構造)では、ガスの構造が大きく違うため、ふつうは構造は変化しない。

図1右の5つの新星は近接連星系だと考えられている。ガスの中で伴星が動き回ることにより、ガスの構造が大きく変わっていく。その変遷期が、大きな変光幅をしめすガタガタ期だと考えられる。最近の観測結果 Gaia22alz と V1405 Cas (Taguchi et al.) は、以上の説を支持している。詳細の論文は執筆中である。

参考文献

M.Kato and I.Hachisu, 2011, Astrophysical Journal, 743, 157

組成解析で探る新星の周連星系円盤

内藤博之（なよろ市立天文台）

naito@nayoro-obs.jp

概要

V1280 Sco は 2007 年 2 月に爆発した古典新星である。我々は V1280 Sco に線幅の細いダブルピーク輝線を検出し、周連星系円盤の存在について議論してきた。今回、組成解析のアプローチから新星の周連星系円盤について議論する。

1 はじめに

白色矮星（主星）と恒星（伴星）からなる近接連星系において、伴星からのガスが白色矮星へ流れ込み、降着円盤を形成しているような系は激変星と呼ばれ、様々な変光現象を引き起こす。古典新星（以下、新星）は激変星の一種で、降着円盤を介して白色矮星表面に降着した水素が熱核暴走を起こすことで明るくなる現象である。降着円盤に対して、連星系全体を取り巻くように存在するガスやダストは周連星系円盤と呼ばれる（図 1）。周連星系円盤の存在は連星系進化に重要な影響を与えると理論的に議論されているが、観測による検出は難しいとされ、AM CVn（りょうけん座 AM 型星、ヘリウム激変星）に観測された線幅の細いシングルピーク輝線が周連星系円盤起源と示唆された例はあるものの、その物理的特性や形成メカニズムなどはよく分かっていない [2]。

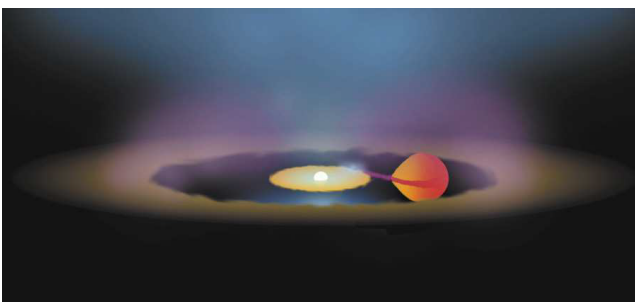


図 1: 周連星系円盤の想像図 ([1] より)

今回、我々は新星 V1280 Sco（2007 年 2 月に爆発）の高分散スペクトル（2019 年 5 月 19 日にすばる望遠鏡+HDS で観測）に検出された線幅が細いダブルピーク輝線（～40 km/s）が周連星系円盤起源であることを議論し [3]、組成解析を試みることで、輝線放射領域の物理的特性を調べた。

2 新星の組成解析の問題点

新星は銀河（宇宙）の化学進化において重要な供給源のひとつであり、数多くの新星に対して組成量が調べられている [4]。しかし、同じ新星に対して（輝線の強度比を利用して）解析された組成量が観測時期や解析手法（文献）の違いで数倍から 20 倍ほどの大きな差が見られることがあり、信頼できる測定値を得るための組成解析の難しさが指摘される。以下に、観測面、モデル面、計算面の観点から新星の組成解析の問題点（難しい点）を議論し、我々が実施した解析方法を述べる。

【観測面】新星の組成解析は主に輝線の強度比を用いて行われる。解析に用いるスペクトルは大気吸収や星間吸収（赤化）が補正された、新星本来の（intrinsic な）ものでなければならない。今回、連続光成分を星風による自由-自由連続放射であると仮定して [5]、観測スペクトルを補正した（これは $E(B - V) = 0.40$ の赤化量とほぼ一致する [6]）。また輝線を正しく同定することはもちろん、他のラインとブレンドしていないかどうか（特に低分散スペクトルの場合）を吟味する必要がある。今回高分散スペクトルにおいてブレンドしていない、線幅の細いダブルピーク輝線 22 本（He I, C II, [N II], [O III], [Ne III], Mg I, Mg II, Si II, Fe II : 8 元素）を用いて解析を行った。

【モデル面】可視光スペクトルの組成解析の多くは CLOUDY [7] が用いられている。CLOUDY は物理パラメータを与えることで各ラインの強度を計算することができ、観測される輝線強度を最も再現する ($\chi^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(M_i - O_i)^2}{\sigma_i^2}$) を最小にする、 O_i : 輝線強度、 M_i : CLOUDY による強度、 σ_i : 観測値の標準偏差、 n : 輝線の本数）パラメータを探索する。CLOUDY のバージョンの違いによって採用されている原子データ（遷移確率やエネルギー準位、太陽組成の値など）が異なるため、計算結果も変わり得る。また

新星スペクトルも進化（輝線の放射領域の物理状態が変化）するため、仮定する放射領域のモデル（Diffuse 成分や Dense 成分の分布や数）によっても結果が変わり得る。今回、線幅の細いダブルピーク輝線が全て周連星系円盤起源であると、3つのモデルを仮定した（図2）。CLOUDY の計算に用いたフリーパラメーターは主に中心温度、全光度、（ガス円盤の）水素密度と密度分布、充填率、元素組成（8 元素）で、円盤の内径と外径（いずれも固定パラメーター）はダブルピーク輝線の線幅（回転速度）から連星系の質量を太陽質量、軌道傾斜角を 80 度と仮定して計算した。なお、CLOUDY はバージョン C25.00 を用いた。

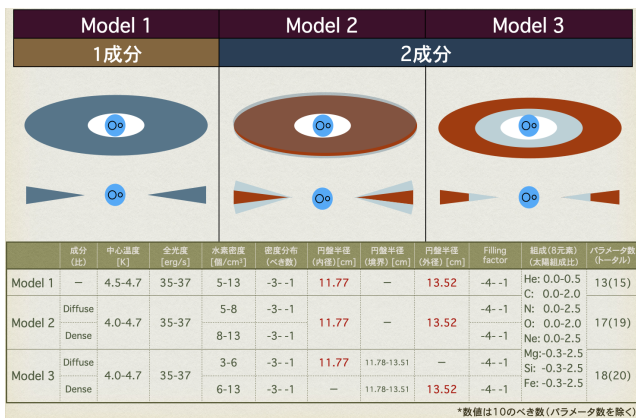


図 2: 周連星系円盤のモデル

【計算面】フリーパラメーター数はモデル1の場合は13、モデル2の場合は17、モデル3の場合は18である。例えば1つのパラメーターにつき、10個のメッシュに区切って（粗く）計算した場合でも、モデル3での全計算数は 10^{18} に上る（仮に1つの計算が1秒で完了しても、宇宙年齢以上の時間がかかってしまう）問題がある。現在、様々な最適化アルゴリズムは開発されているが、その中で差分進化（Differential Evolution, DE）[†]と MINUIT（MIGRAD：準ニュートン法）[‡]を採用した。差分進化は広いパラメーター範囲を探索し、ローカルミニマムを回避できるメリットがある一方、収束速度が遅く計算時間不足で最小値に達しにくい弱点がある。MINUIT は収束速度が比較的速いなどの特長があるが、不連続関数は扱えず、初期値に依存するデメリットがある。今回、限られた計算時間の中、差分進化で最適解を見つけ出し、それを MINUIT の初期値として χ^2 を最小にするパラメーターを探索するという、2段階の方法で探索を行った。

[†] https://en.wikipedia.org/wiki/Differential_Evolution

[‡] <https://en.wikipedia.org/wiki/MINUIT>

3 結果と展望

今回、CLOUDY による計算をのべ 10 万回程度実施した限りでは、観測を十分に満足させる解は見つからなかった（モデル1では χ^2 が収束せず、モデル2では計算時間不足のため MINUIT による χ^2 の最小値を得られなかった）。図3にモデル2（差分進化： $\chi^2_{\text{red,best}}=59.35$ ）およびモデル3（差分進化： $\chi^2_{\text{red,best}}=163.89$ 、MINUIT： $\chi^2_{\text{red,best}}=162.92$ ）の観測とモデル（暫定のベスト解）による輝線強度の比較を示した。今後、パラメーター範囲を広げたり、探索時間（計算数）を増やしたりするなど、観測を満足させる解の探索を進め、周連星系円盤の物理量を推定する予定である。

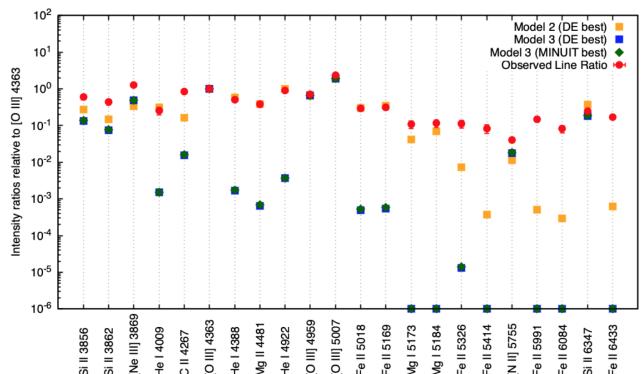


図 3: 観測とモデルによる輝線強度の比較（暫定）

参考文献

- [1] Spruit & Taam 2003, From X-ray Binaries to Gamma-Ray Bursts: Jan van Paradijs Memorial Symposium, 308, 323
- [2] Taam & Spruit 2001, ApJ, 561, 329
- [3] 内藤博之 2022, 2021 年度連星系・変光星研究会集録, pp. 49-53
- [4] Hachisu & Kato 2006, ApJS, 167, 59
- [5] Hachisu & Kato 2015, ApJ, 798, 76
- [6] Naito, Mizoguchi & Arai et al. 2012, A&A, 543, A86
- [7] Ferland, Korista & Verner et al. 1998, PASP, 110, 76

1m 望遠鏡/kSIRIUS による luminous red novae の 近赤外・可視光観測

山中 雅之¹、堀切 月葉¹、永山 貴宏¹

¹鹿児島大学

概要

Luminous red novae (LRNe)の可視・近赤外線観測を行い、それらに基づき光度・半径・温度の進化を得た。2天体ともに他天体と同様にプラトーフーズを示した。得られた観測量からエジェクタの物理量の推定を行った。その結果、運動エネルギーに対して放射エネルギーが0.1%オーダー程度と見積もった。これはIIP型超新星に類似するものであり、理論モデル適用の妥当性を支持する。

1. はじめに

Luminous red nova (LRN) とは、連星合体現象に起因するバースト現象である。銀河系内では、V838 Mon など3例ほど直接合体の証拠が指摘されている（例えば [1]）。共通外層フェーズにおける進化と関連すると考えられている。

LRN は以下のような観測的特徴を示す。(1) 可視光度曲線において青い第一極大の後に、赤い第二極大を示す。赤い第二極大はプラトーフーズを示す。(2) プラトーフーズ後に急減光を示す。(3) スペクトルは初期にA型星様で、バルマーやFeIIの輝線を示し、中期～後期(100-200日程度)でF, G, K, M型星様へと順に進化する。(5) Hアルファの輝線成分の速度幅は典型的には100km/sのオーダーである。

近年のサーベイ観測で、近傍の系外銀河で発見が相次いでいる。系内LRNeと同様の特徴を有する。また、絶対等級は $M_V = -6 \sim -15$ 等の範囲に分布する（以上、[2]などを参照）

2. 対象天体及び観測

本研究では、近傍銀河に出現したAT 2023uhx ($D=15.8\text{Mpc}$)およびAT 2023nzt ($D=9.0\text{Mpc}$)を対象としている。AT 2023uhx は板垣公一氏によって約16等で発見された。AT 2023nzt は、ZTFサーベイによって、 $r \sim 19$ 等で発見されている。

AT 2023uhx については、1m望遠鏡でg, i, J, H, Ksバンドデータを取得し、さらに板垣氏からclear filterによる撮像データの提供を受けた。また、ZTFによって公開されているg, r-bandデータも使用している。AT 2023nzt においては、1m望遠鏡によるg, i, J, H, Ksバンドデータのみを使用した。

3. 結果

r-band における極大光度を $t=0$ とした。また、天の川銀河における減光は補正しており、銀河までの distance modulus を補正した。SED を作成し、黒体輻射関数でフィットし、有効光度・温度・半径を得た。比較天体([2, 3, 4])についても同様の解析を行った (図 2)。その結果、先行研究で指摘されているように、すべての天体で光度一定期間のプラトーフーズを見出した。一方で、温度は徐々に進化しており、プラトーの終端付近ではいずれの天体も 4000K を下回っていた。個別では AT 2023uhx は、絶対光度は比較的大きく ($L_{\text{bol}}=6.0 \times 10^{40}$ erg/s)、進化のタイムスケールも比較的快速。一方で、AT 2023nzt では 200 日近くにわたり、ほぼ一定の光度を保った ($L_{\text{bol}}=2.0 \times 10^{40}$ erg/s)。

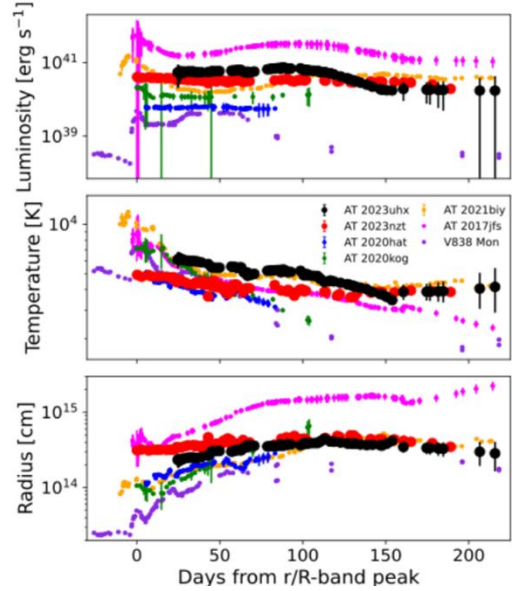


図 1 SED フィットから求めた AT 2023uhx, AT2023nzt および、比較天体の effective な光度・温度・半径の進化。

4. 議論

我々は、プラトーの長さとエジェクタ質量の関係式([5]より参照)などを用いて、エジェクタの運動エネルギーなどの物理量を推定した。その結果、AT 2023uhx、AT 2023nztともに 放射エネルギーが運動エネルギーに対して 0.1%程度のオーダーであった。内部エネルギーはガス膨張の運動エネルギーとしてほぼ消費される一方で、放射エネルギーへの寄与は限定的であることを示唆する。これは、IIP 型超新星の放射機構物理に類似しており、理論モデル適用の妥当性を支持するものである。

参考文献

- [1] Tytenda et al. (2011), A&A, 528, 114 [2] Pastorello, A. et al. (2021), A&A, 647, 93, [3], Pastorello, A. et al. (2019), A&A, 625L, 8 [4], Cai, Y. et al. (2022), A&A, 667, 4 [5] Matsumoto, T. & Metzger, B. D., 2022, ApJ, 938, 5

M31 で発生した luminous red nova AT 2025abao

田口 健太¹

¹京都大学岡山天文台

概要

M31 で発生した突発天体 AT 2025abao を luminous red nova であると同定した。本天体は 2025 年 10 月 17.4798 UT に 17.8 等で板垣公一氏によって発見された。その後、本天体は M31 で見られる通常の新星よりも明るい ~ 15 等まで増光したため、京都大学岡山天文台 3.8m せいめい望遠鏡に搭載の低分散面分光装置 KOOLS-IFU を用いて分光観測を行った。10 月 29 日と 31 日ともに、 $H\alpha$ 輝線が FWHM ~ 600 -700 km/s 程度で検出された。一方で $H\beta$ 輝線は 29 日には見られたものの 31 日には見られなくなっていた。これらの特徴は 2019 年に M31 で発生した luminous red nova である AT 2019zhd と似たものであるため、AT 2025abao を M31 で発生した luminous red nova であると結論づけた。なお、本天体と同じ位置に、2023 年に WINTER による J バンドのサーベイで、赤外線での変動天体 WNTR23bzdiq が発見 ([Karambelkar et al. 2025](#)) されているが、これは luminous red nova の起きる前の共通外層進化に伴う質量放出によるものだと考えられる。

1. はじめに

共通外層進化 (Common-Envelope Evolution) は連星進化を語る上で大事なフェーズであり、例えば、宇宙年齢以内に合体する連星中性子星などを説明する上でも不可欠である ([Ivanova et al. 2013](#))。連星系において、片方の星の外層が膨らみ、もう片方の星を完全に覆ってしまい、共通外層となるが、そこで公転エネルギーが引き抜かれてしまい、連星間距離が大きく縮む。共通外層進化の果てに、2 星が合体することで増光する現象を luminous red nova (LRN) と言う。LRN は、可視光の急激な増光が 10 $\sim$ 数百日続き、ダスト形成により青から赤に急速に色が進化することが特徴である。

2. AT 2025abao の観測

AT 2025abao は M31 において 2025 年 10 月末頃より緩やかに増光を開始した天体である。TCP J00384865+4046079 として板垣公一氏が 17.8 等で発見報告をした [1]。その後、本天体は 15 等台まで増光したことが確認された。この明るさは M31 の新星にしては明るすぎると言える。そのため我々は本天体の正体を探るため、京都大学

岡山天文台せいめい望遠鏡を用いて分光観測を行った。分光観測の結果、本天体が図 1 のようなスペクトル進化をすること、それが LRN 2019zhd の進化 ([Pastorello et al. 2019](#)) に似ていることから、LRN だと分光同定した [2]。ここで、[WINTER](#) サーベイが AT 2025abao と同じ位置に 2023 年から赤外線で増光している天体を発見しており、共通外層進化に伴う赤外線の増光現象では無いかと報告している ([Karambelkar et al. 2025](#))。本観測はこの主張を裏付けるものとなる。

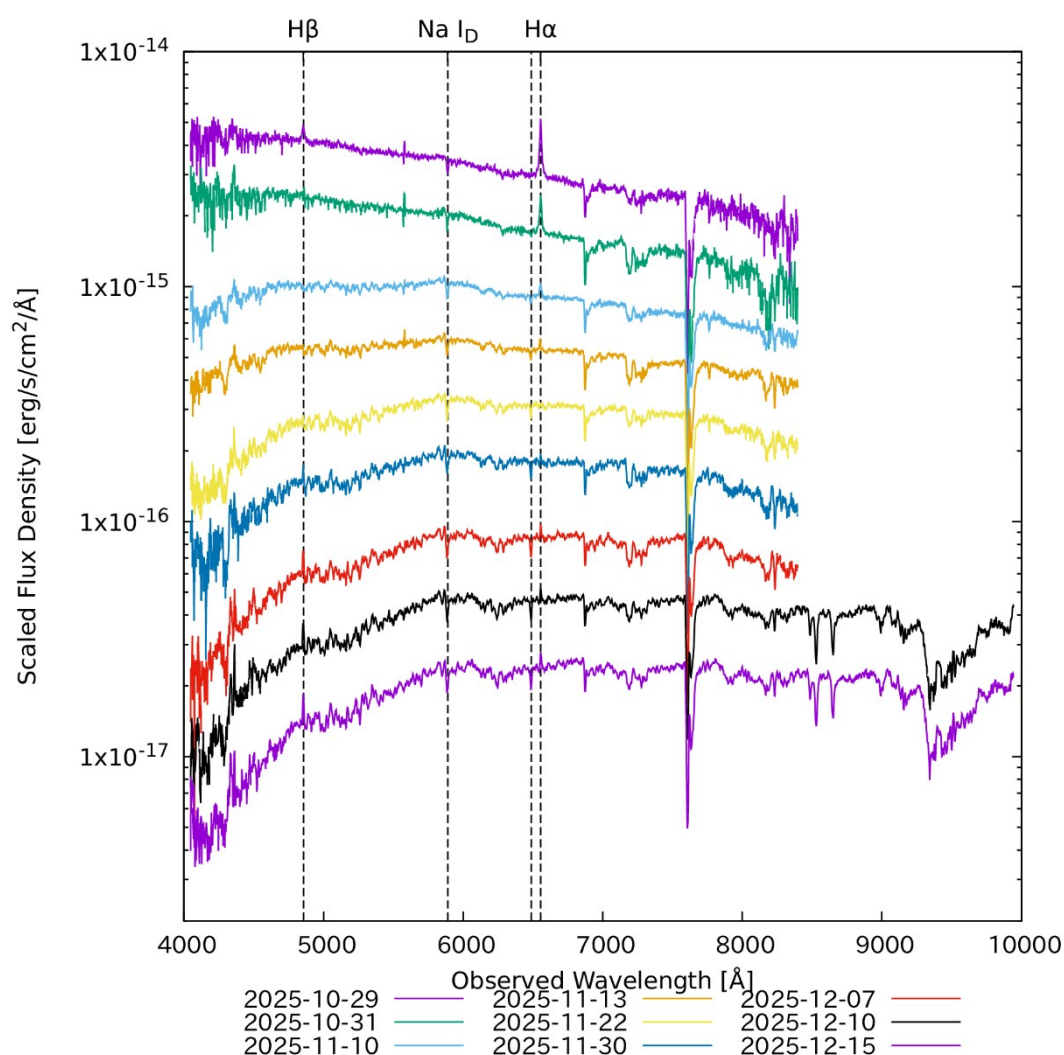


図 1：我々が取得した AT 2025abao のスペクトル。

参考文献

- [1] <http://www.cbat.eps.harvard.edu/unconf/followups/J00384865+4046079.html>
- [2] <https://www.astronomerstelegam.org/?read=17468>

強磁場激変星 GK Per における 2023 年のアウトバーストの X 線観測

木邑 真理子¹、林 多佳由²、和田 有希³、岩切 渉⁴

¹金沢大学、²京都大学、³北海道大学、⁴千葉大学

概要

我々は、磁場の強い白色矮星を持つ激変星である GK Per の 2023 年のアウトバーストの X 線観測を行った。その結果、351.3 秒の白色矮星スピンプルスを広帯域の X 線で発見した。スピンプルスの light maximum と light minimum の X 線スペクトルを抽出し、比較したところ、降着柱の光度が light minimum で劇的に減少していた。パルスの時間変化に注目すると、可視光域で明るくなるほど降着柱は暗く、パルス振幅が大きくなり、かつパルスのエネルギー依存性が弱くなっていることが分かった。これらの観測結果は、スピンプルスの主な原因が降着柱からの X 線の降着ガスによる吸収であることを示唆しており、パルスの時間進化は白色矮星への質量降着率の変化を表していると考えられる。

1. はじめに

GK Per は、 10^{5-6} G 程度の磁場を持つ白色矮星と低質量星からなる強磁場激変星で、1901 年に新星爆発を起こしたのち、数年おきに矮新星アウトバーストを起こすようになった天体である。白色矮星の周囲には降着円盤が形成されており、アウトバーストの原因は、水素の部分電離に伴う降着円盤の熱不安定であると考えられている。降着円盤は主に可視光で観測され、円盤内縁からの降着ガスが白色矮星の磁力線に沿って自由落下する際の衝撃波加熱により、白色矮星表面に根付いた高温プラズマである降着柱から X 線が放射される[1]。強磁場激変星では白色矮星の自転周期に伴う光度変動（スピンプルス）が観測される。

X 線スピンプルスの起源として最も広く受け入れられているのは、観測者方向への X 線吸収量が自転とともに変化するという accretion curtain model である。しかし、GK Per ではスピンプルスが 10 keV を超える X 線帯域でも検出されており、このモデルが当てはまらないのではないかという議論があった[2]。そこで我々は、ISS に搭載された X 線望遠鏡 NICER と X 線観測衛星 NuSTAR を用いて、この天体の 2023 年のアウトバーストのモニタリング観測を行った。

2. 観測とデータリダクション

今回の観測では、アウトバーストの最大光度の手前から終了までを NICER でモニタリングし、アウトバースト終了間際に NuSTAR のスペクトルを得ることに成功した。ライトカーブとスペクトルの抽出には、HEAsoft version 6.31.1 を用いている。

3. 解析結果

まず、X線スペクトル解析の結果、X線の放射源として白色矮星表面由来の数十 eV の黒体放射、1keV あたりの輝線放射、降着柱由来の多温度の制動放射の3つの成分があることが分かった。次に、時系列解析で 351.3 秒の白色矮星スピンパルスを検出し、そのエネルギー依存性を調べた。また、スピンパルスの light maximum ($-0.1 \sim 0.1$ phase, on-pulse) と light minimum ($0.4 \sim 0.6$ phase, off-pulse) で NICER のスペクトルを分けて作成・比較し、時間進化を調べた。その結果、降着柱の光度が off-pulse で劇的に減少すること、アウトバースト中、可視光域で明るくなるほど降着柱が暗くなり、それに合わせてパルス振幅が大きく、エネルギー依存性が弱くなることが分かった (図 1)。

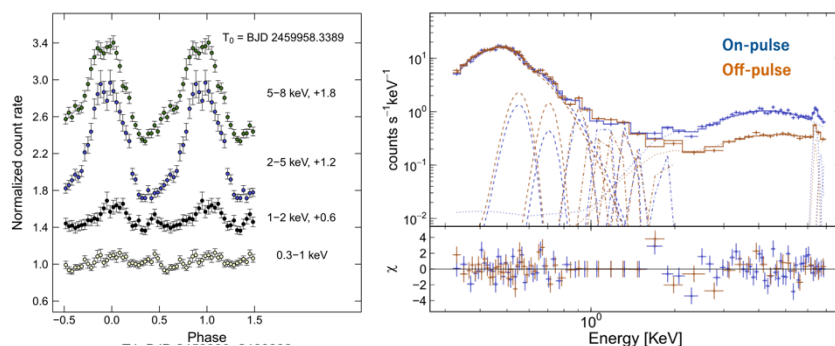


図 1：アウトバーストの最大光度付近でのパルスの平均プロファイル (左) とスペクトル (右)。On-pulse では降着柱の吸収の柱密度が off-pulse に比べて数倍大きい [3] with permission from IOP Publishing。

4. 議論

低エネルギー側に感度の高い NICER での観測により、初めて on-pulse と off-pulse の降着柱の X 線吸収量の違いを定量化できた。我々の解析結果は、降着柱から放射される X 線の視線方向の吸収量が白色矮星の自転に伴って変化することでスピンパルスが発生していると示唆しており、accretion curtain model とコンシステントである。アウトバースト中の明るい時期では降着ガスの柱密度が 10^{23-24} atoms/cm² を超えるため、高エネルギー側でも X 線吸収量が大きく、パルスの振幅が大きくなっていったことも分かった。パルスの振幅とエネルギー依存性の時間進化は、天体が明るくなるにつれ質量降着率が上がり、降着ガスの密度が高くなることで説明できる。

我々の観測により、X 線スピンパルスの起源は解明できたが、可視光のスピンパルスや準周期信号の起源はよく分かっていない。今後も観測を継続し、これらの未解決問題にアプローチしていく必要がある。

参考文献

- [1] Hayashi, T., Kitaguchi, T., & Ishida, M. 2018, MNRAS, 474, 1810
- [2] Yuasa, T., Hayashi, T., & Ishida, M. 2016, MNRAS, 459, 779
- [3] Kimura, M., Hayashi, T., Wada, Y. et al., 2025, ApJ, 985, 240

Fe K α 輝線を用いた低質量 X 線連星の降着構造の解明 – XRISM 衛星による初の X 線 Doppler tomography –

鮫島 直人^{1,2}、辻本 匡弘^{1,2}、植村 誠³

¹東京大学、²ISAS/JAXA、³広島大学

概要

本研究では、XRISM 衛星の高分解能 X 線分光観測を用いて、低質量 X 線連星 4U 1822–371 の Fe K α 蛍光輝線に対する X 線ドップラー・トモグラフィを行った。Fe K α 線は軌道位相に応じて明確なドップラー変調を示し、その速度マップは中性子星、伴星、または対称な降着円盤からの放射とは一致しなかった。一方で、得られた放射領域は降着流が円盤外縁に衝突して形成される stream-disk overflow 付近と整合的である。本結果は、X 線輝線を用いて連星系内部の局所的な反射領域を速度空間上で特定できることを示し、X 線ドップラー・トモグラフィが降着構造を調べる新しい手法となることを示した。

1. 研究の背景

ブラックホールや中性子星を含む連星系では、伴星から流れ込んだガスがコンパクト天体の周囲に降着円盤を形成し、強い X 線を放射する。この X 線は周囲の物質を照らし、Fe K α 蛍光輝線などの再放射を生じさせる。Fe K α 線は中性または低電離の鉄から放射される 6.4 keV 付近の輝線であり、降着系における冷たい反射物質の位置を調べる有力な手段である。しかし、X 線連星の内部構造は非常に小さく、通常の撮像観測では空間分解できない。そこで本研究では、軌道運動に伴う輝線のドップラーシフトを利用し、速度空間上で放射領域を再構成するドップラー・トモグラフィを X 線領域に適用した。

2. 観測と Fe K α 線の変動

観測対象である 4U 1822–371 は、中性子星と低質量伴星からなる連星系で、軌道周期は約 5.57 時間と短い。また、ほぼエッジオン方向から観測されるため、軌道面内の速度が視線方向に大きく投影される。この性質はドップラー・トモグラフィに適している。

XRISM/Resolve による観測では、約 11.6 軌道周期をカバーし、軌道位相を 8 つに分けて Fe K α 線のスペクトルを抽出した。図 1 左に示すように、Fe K α 線のピーク位置は軌道位相に応じて明確に変化しており、線放射領域が連星系内で特徴的な運動をしていることが分かる。

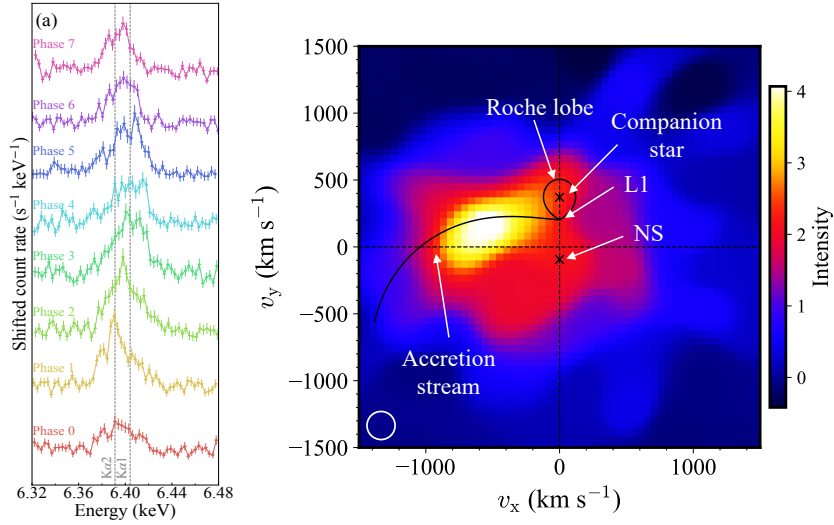


図 1: (左) Fe K α 輝線の位相分解スペクトル。(右) 初の Fe K α 輝線のドップラーマップ

3. 速度マップによる放射領域の特定

Fe K α 線の視線速度変化は、中性子星や伴星に付随する放射を仮定した場合とは一致しなかった。そこで、各軌道位相の線プロファイル全体を用いてドップラー・トモグラフィを行い、連星系とともに回転する速度空間 (v_x, v_y) 上の放射強度分布を求めた。得られた速度マップを図 1 右に示す。Fe K α 線の放射は、およそ $(v_x, v_y) \sim (-550, +125) \text{ km s}^{-1}$ に局在している。この位置は、中性子星、伴星、または対称な降着円盤の速度領域とは一致しない。一方で、L1 点から流れ出したガス流の弾道軌道に沿った位置に近く、降着流が円盤外縁に衝突して形成される stream-disk overflow に由来すると考えられる。

4. 結論と意義

本研究により、4U 1822-371 の Fe K α 蛍光輝線は、対称な降着円盤全体ではなく、降着流と円盤の相互作用で生じる局所的な構造から放射されていることが示された。また、得られた Fe K α の速度マップは、過去の可視光 O VI 線の結果ともよく対応しており、X 線と可視光が同じ stream-disk overflow 領域をトレースしている可能性を示している。これは、X 線輝線を用いてコンパクト連星系内の反射領域を速度空間上で直接特定した重要な成果である。今後、この手法は他の X 線輝線や別の連星系にも応用可能であり、降着円盤、ガス流、円盤風などの構造を調べる新しい観測手段になると期待される。

参考文献

Sameshima, N., Tsujimoto, M., & Uemura, M. 2026, Publications of the Astronomical Society of Japan, psag033. doi:10.1093/pasj/psag033

X 線連星系における星風の粒子計算 ：ラインフォース評価手法の改良

坂下 義季¹、野村 真理子¹、雁野 重之²、須佐 元³、大須賀 健⁴

¹弘前大学、²九州産業大学、³甲南大学、⁴筑波大学

概要

本研究は、大質量 X 線連星系における星風の粒子計算に密度および光学的厚みを評価する計算コードを組み込み、輻射輸送を解くことでラインフォースの評価の改良を行う。本研究会では、現在までに得られている初期段階の結果を紹介する。

1. 研究背景と目的

大質量 X 線連星では、公転に伴う X 線連続光や輝線の時間変動が観測され、星風によるコンパクト天体の遮蔽や X 線の反射が示唆されてきた[1]。2023 年に打ち上げられた X 線分光撮像衛星 XRISM により、星風の構造を高精度に捉えることが可能になりつつある[2]。理論研究では、輻射流体シミュレーション[3]や粒子計算[4]により、星風の構造と時間変動が調べられてきた。大質量星からの星風は CAK 理論に基づくラインフォースで加速されることが知られている[5]。ラインフォースはコンパクト天体からの X 線照射により物質の電離が進むと弱まり、星風が加速されにくくなる。この過程はコンパクト天体への質量降着率および X 線光度に影響し、これがさらに物質の電離状態を決定づける。[4]は、この機構により X 線光度と星風構造が自発的振動を示すことを明らかにした。しかし、ラインフォースの見積もりには簡略化されたモデルを使用していた点が課題として残されている。そこで本研究では、ラインフォースの評価の改良を行う。

2. 計算方法

大質量星から放出される星風を粒子として扱い、ラインフォースを含む輻射力、大質量星およびコンパクト天体の重力、遠心力、コリオリ力を考慮して運動方程式を解く。その際、近傍粒子分布から密度を推定する手法を導入し、得られた密度分布に基づいて輻射輸送を解くことで電離状態を求め、ラインフォースの電離状態依存性を従来手法[4]より現実的に扱う。

3. 結果・考察

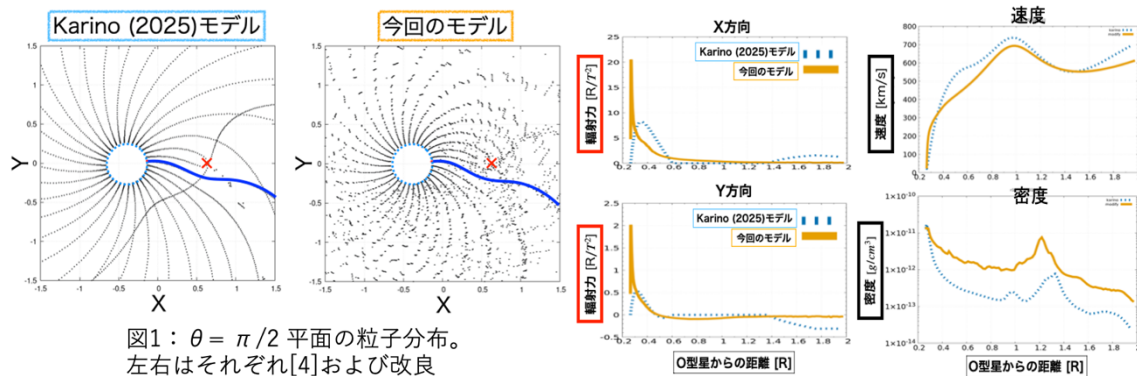


図1: $\theta = \pi/2$ 平面の粒子分布。
左右はそれぞれ[4]および改良
したモデルを用いた計算結果で
ある。青丸は大質量星の表面、
赤の交差印はコンパクト天体の
位置を示している。

図2: 1粒子の軌道に沿った物理量の比較。
左図がX方向とY方向の輻射力、右上図
が速度、右下図が密度を示している。

図1は、 $\theta = \pi/2$ 平面（連星の公転面）の粒子分布を示している。[4]モデルと比べて概ね似たような粒子分布をしている。図2は、輻射力、速度、密度における[4]モデルと本計算の比較である。定性的には似た構造が見られるが、O型星表面付近での輻射力には大きな違いがあり、粒子が加速されず、粒子密度に1桁程度差がある。

4. まとめ

本研究では、輻射輸送を解きラインフォース評価手法の改良を行った。その結果、[4]と比べて定性的には同様の構造が確認された。しかし、O型星表面近傍の輻射力には顕著な差異があり、粒子密度において約1桁の開きが生じた。

よって今後は、本計算で用いた輻射力のより詳細な考察をし、コンパクト天体への質量降着率から求めたX線を考慮して、先行研究[4]および観測との比較を目指す。

参考文献

- [1] Naik, Sachindra, & Paul, Biswajit (2011), *Astronomical Society of India Conference Series*, 3, 138.
- [2] Mochizuki, Yuto, Tsujimoto, Masahiro, Kelley, RichardL., Vander Meulen, Bert, Enoto, Teruaki, Nagai, Yutaro, Done, Chris, Pradhan, Pragati, Hell, Natalie, Pottschmidt, Katja, Ebisawa, Ken, & Behar, Ehud (2024), *The Astrophysical Journal*, 977, L21.
- [3] Cechura, J., & Hadrava, P. (2015), *Astronomy and Astrophysics*, 575, A5.
- [4] Karino, Shigeyuki (2025), *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 77, 328.
- [5] Castor, J. I., Abbott, D. C., & Klein, R. I. (1975), *Radiation-driven winds in Of stars*, *The Astro-physical Journal*, 195, 157.

低質量 X 線連星 Swift J1727.8-1613 のアウトバースト中の可視光の変動起源

大塚 天心¹、木邑 真理子¹、酒向 重行²、Kauthik Chatterjee³

¹金沢大学、²東京大学、³Indian Institute of Science

概要

ブラックホール低質量 X 線連星 Swift J1727.8-1613 のアウトバースト時の X 線および可視光同時観測データを用いて、短時間変動の放射起源の解明を目的として周期解析・時間差解析を行った。パワースペクトル解析の結果、X 線にのみ顕著なピークが現れた。また、Cross Correlation Function (CCF) 解析の結果、可視光は X 線に対して約 40 秒遅れていることが分かった。円盤半径から見積もった光行時間（約 8 秒）よりも大きいことから、可視光変動は X 線再放射が主な起源ではない可能性が示唆された。

1. はじめに

低質量 X 線連星 (LMXB) は、ブラックホールまたは中性子星を主星とする近接連星系であり、伴星からの質量降着によって降着円盤を形成する。これらの天体では円盤の熱不安定によりアウトバーストが発生し、多波長域で短時間変動が観測される。近年の観測技術の向上により、可視光でもミリ秒から数十秒スケールの短時間変動が確認されている。これらの可視光変動は、X 線の再放射成分を含む可能性が指摘されているが、その放射起源は十分に理解されていない。本研究では可視光短時間変動の放射起源の解明を目的とし、X 線と可視光の同時観測による周期解析・時間差測定を通じて、再放射過程の寄与を検証する。対象天体は 2023 年 8 月にアウトバーストが確認されたブラックホール低質量 X 線連星 Swift J1727.8-1613 である。

2. 観測・データリダクション

可視光データは、せいめい望遠鏡 に搭載された Tricolor CMOS Camera and Spectrograph (TriCCS) で取得された、g、r、i の 3 色同時観測のものを利用した。観測は 11 fps で行われ、総露光時間は 1600 秒であった。一方、X 線データは Insight-Hard X-ray Modulation Telescope (HXMT) により取得され、可視光と同じ 11fps のライトカーブを作成した。

可視光データに対してダーク引きおよびフラット補正を行い、検出した星の等級を Pan-STARRS カタログと照合して同定した。星の既知等級とカウント数の関係を線型近似し、その関係から大きく外れる残差の大きい星を除外して再度関数フィッティングを行った。最初の 2000 枚の画像において変動が少なく挙動が安定していた星を比較星として選択し、ターゲット天体の

相対測光を行った。測光半径は $4.0 \times \text{FWHM}$ とした。X 線データの処理には HEASoft の HXMTDAS を用いている。

3. 解析・結果

可視光と X 線の完全同時観測の部分のライトカーブでパワースペクトル解析を行った結果、X 線では顕著なピークが確認されたが、可視光では確認されなかった（図 1 左、中央）。また、CCF(Cross Correlation Function)を用いて X 線と可視光の組み合わせでタイムラグ測定を行った結果を図 1 右図に示す。この結果、可視光が 40 秒ほど遅れていることがわかった。発表当時は 110 秒の遅れとされたが、うるう秒補正を適用した結果、現在は約 40 秒の遅れとなった。

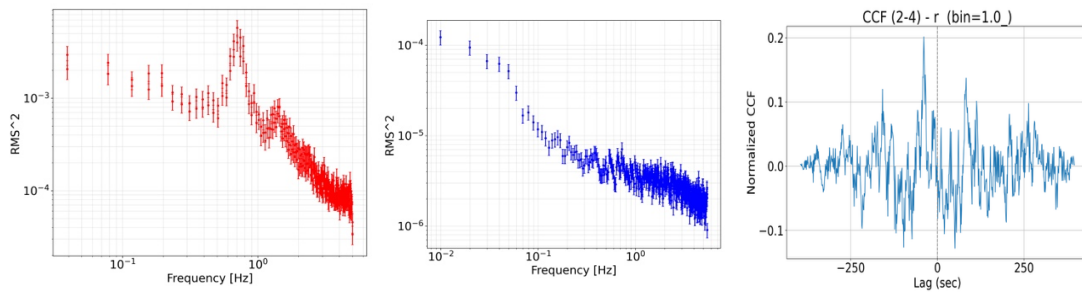


図 1: 左図および中央図は、それぞれ X 線および可視光のパワースペクトル解析の結果を示す。右図は X 線と可視光の CCF によるタイムラグ測定結果を示す。マイナスの値は可視光が X 線に対して遅れて発生していることを表している。

4. 議論

上記の解析より可視光が X 線に対して 40 秒ほど遅れていることがわかった。一方、円盤が tidal truncation radius まで伸びていると仮定して求めたターゲット天体の円盤半径は 2.4×10^{11} cm であり、光の伝搬時間は 8.0 秒となる。ここでは、主星を $13.9 M_{\text{sun}}$ 、伴星を $0.5 M_{\text{sun}}$ 、軌道周期を 0.45 day として計算した。この結果、タイムラグは円盤半径から見積もった光の伝搬時間より大きく、X 線再放射の寄与は小さいと考えられる。

参考文献

- [1] Done, C., et al. 2007, *Astronomy and Astrophysics Review*, 15, 1-66
- [2] Beniyama, J. et al, 2022
- [3] Paice, J.A., et al, 2019, *MNRAS*, 490, 62
- [4] Debnath, D., et al, 2025, arXiv:2504.16391v2
- [5] Mata, A., et al, 2025, *A&A*, 693, 7

世話人

鳴沢真也（兵庫県立大学／代表）、鴈野重之（九州産業大学）、高妻真次郎（中京大学）、
木邑真理子（金沢大学）、内藤博之（なよろ市立天文台）

2025 年度連星系・変光星研究会集録

2026 年 7 月 10 日発行

編集兼発行人 2025 年度連星系・変光星研究会集録編集部

〒651-2197 兵庫県神戸市西区学園西町 8 丁目 2-1

兵庫県立大学 神戸商科キャンパス内