

連星系・変光星研究会 2019

集録

2019 年 11 月 29 日—12 月 1 日

於 中京大学 名古屋キャンパス

連星系・変光星研究会 2019

集録



2019 年 11 月 29 日—12 月 1 日

於 中京大学 名古屋キャンパス

はじめに

2019 年度の連星系・変光星研究会は、中京大学の名古屋キャンパスにて開催されました。1995 年に始まった本研究会も 25 年目という節目を迎え、今回からはこれまでの「連星系・変光星・低温度星研究会」から名称を少しだけ変更しての開催です。名前は変わりましたが、従来通りに低温度星も含め、これまで以上にさまざまな恒星分野の研究に取りくむ方々に門戸を開いていきたいと考えています。

中部地区では初めての開催でしたが、南は鹿児島から北は北海道まで、全国より 47 名の参加がありました。講演については、4 件の招待講演を企画し、一般講演は 26 件（うち 2 件はポスター発表）にのぼりました。発表分野に応じて 5 つのセッションに分け、恒星分野全般にわたるさまざまな講演がなされ、バックグラウンドが異なる多様な参加者からの意見や参加者同士の議論などが行われ、盛況な会となりました。

興味深い話題をご提供いただいた講演者ならびに活発な議論をご展開いただいた参加者の皆さまに深く感謝いたします。また、座長を始め、会の進行にご協力いただいたすべての方にこの場を借りてお礼申し上げます。おかげさまで、25 回目も無事に終えることができました。今後も、この研究会の良い面を保ちつつ、さまざまな研究者やアマチュア天文家が分野をまたいで活発に交流できる場として続いていくことを、参加者の一人として切に願っています。

連星系・変光星研究会 2019

世話人代表：

中京大学 高妻 真次郎

世話人：

名古屋大学 石橋 和紀

九州産業大学 鴈野 重之

なよろ市立天文台 内藤 博之

兵庫県立大学 鳴沢 真也

目次（プログラム）

11月29日（金）

12:00 開場・受付開始

13:00 開会・挨拶

セッション1-1：激変星1（座長：石橋 和紀）

13:10 <招待講演>

「高分散偏光スペクトルから探る古典新星 V339 Del の爆発放出物」 1
新中 善晴（京都産業大学）

13:50 「古典新星爆発の普遍的減光則と色等級図」 9
蜂巢 泉（元東京大学）

14:10 「新星 V1280 Sco に見られる速度幅の狭いダブルピーク輝線の起源」 13
内藤 博之（なよろ市立天文台）

14:30 休憩

セッション1-2：激変星2（座長：内藤 博之）

14:45 「星間赤化の大きな新星」 17
清田 誠一郎（VSOLJ）

15:05 「可視・紫外線多色観測から探る WZ Sge 型矮新星の再増光の起源」 21
磯貝 桂介（京都大学岡山天文台）

15:25 「TCP J21040470+4631129：特異な Rebrightening を示す WZ Sge 型矮新星」 ... 25
反保 雄介（京都大学）

15:45 「Be 星 ASAS J193447+4226.1 (StH α 166) の lasso 法による周期解析」 29
新島 啓友（京都大学）

16:05 休憩

セッション1-3：激変星3（座長：高妻 真次郎）

16:20 「冷たく安定している降着円盤をもつと考えられていたヘリウム激変星 GP
Comae Berenices のアウトバースト」 33
小路口 直冬（京都大学）

16:40	「ASASSN-16oh は矮新星か新星か、それとも両方か」	37
	加藤 万里子 (元慶應大学)	
17:00	「重力波天文学による Ia 型超新星母天体の同定」	41
	衣川 智弥 (東京大学)	
17:20	ポスター紹介	
	「第 2 次 RZ Cas 測光キャンペーンの初期成果報告」	43
	鳴沢 真也 (兵庫県立大学)	
	「 ζ Aur 型長周期食連星 γ Per の食が始まった」	47
	大島 修 (岡山理科大学)	
17:30	諸連絡等	

11 月 30 日 (土)

セッション 2-1 : 恒星フレア 1 (座長 : 鳴沢 真也) -----		
9:30	<招待講演>	
	「太陽・恒星のフレアやコロナ加熱について」	50
	高棹 真介 (国立天文台)	
10:10	「せいめい望遠鏡初期観測成果 : M 型星 AD Leo の恒星フレアの連続測光・ 分光観測」	55
	行方 宏介 (京都大学)	
10:30	「光赤外線天文学大学間連携と TESS による M 型フレア星の測光・分光 同時観測」	57
	前原 裕之 (国立天文台)	
10:50	休憩	
セッション 2-2 : 恒星フレア 2 (座長 : 鴈野 重之) -----		
11:05	「新 RS CVn 型フレア星 V881 Per について」	61
	大島 修 (岡山理科大学)	
11:25	「SS Cyg の変光パターン (2013-15 年期と 2019 年期を比較して)」	65
	赤澤 秀彦 (赤澤船穂観測所)	

11:45	「GSC 3807-0759 (5 連星?) でフレアを検出」	69
	笠井 潔 (VSOLJ) (代理発表: 赤澤 秀彦)	
12:05	記念撮影・昼休み	
セッション 3 : 連星系 (座長: 清田 誠一郎) -----		
13:25	「関東での連星勉強会活動」	73
	永井 和男 (VSOLJ)	
13:45	「観測地の天候を考慮した明るい天体のための観測方法の改善」	77
	伊藤 芳春 (聖和学園高等学校)	
14:05	「短周期アルゴル系の突発的周期変化時に何が起きているのか? <完結編>」 ..	81
	鳴沢 真也 (兵庫県立大学)	
14:25	「接触型連星における恒星黒点の性質」	85
	高妻 真次郎 (中京大学)	
14:45	「X 線天体 Cir X-1 の MAXI による長期モニター観測」	89
	富永 愛侑 (東京大学/JAXA)	
15:05	休憩	
セッション 4 : 変光星 (座長: 前原 裕之) -----		
15:20	<招待講演>	
	「異常を検知する機械学習による変光星検出」	93
	目加田 慶人 (中京大学)	
16:00	「『宇宙の間欠泉』から新たに出現した双極高速ジェットからの同時噴出 ガス塊」	97
	今井 裕 (鹿児島大学)	
16:20	「カシオペア座 γ 型変光星における水素輝線等価幅のモニタリング」	101
	石田 光宏 (横浜市立横浜サイエンスフロンティア高等学校)	
16:40	諸連絡等	
18:00	懇親会	

12月1日(日)

セッション5：連星系の誕生、その他（座長：大島 修）

9:30 <招待講演>

「ALMAによる原始星連星周囲の円盤の構造、運動の観測、解析」 105
高桑 繁久（鹿児島大学）

10:10 「前主系列星 V523 Ori の測光・分光観測」 109
山村 春香（岡山理科大学）

10:30 休憩

10:50 「特異な共生星 V694 Mon の可視分光観測」 113
安藤 和子（岡山理科大学）

11:10 「多重星の固有名について」 117
山岡 均（国立天文台）

11:30 ビジネスセッション

12:00 閉会

高分散偏光スペクトルから探る古典新星 V339 Del の爆発放出物

新中 善晴¹, 河北 秀世¹, 新井 彰¹, 新崎 貴之¹, 池田 優二^{2,1}

¹ 京都産業大学, ² フォトコーディング

Email (新中善晴): yoshiharu.shinnaka@cc.kyoto-su.ac.jp

概要

新星爆発は、白色矮星を含む近接連星系で生じる爆発現象である。新星の観測事実の説明にあたり、爆発直後に放出時期および膨張速度の異なる2種類のガス成分が放出されるというシナリオが提案されているが、新星爆発直後の爆発放出物の幾何構造については観測的にほとんど明らかになっていない。古典新星 V339 Del は、2013 年 8 月 14 日にいて座に現れた古典新星である。この新星は、光度極大での可視光等級が 4 等級台と非常に明るい新星であったため、多くの先行研究が報告されており様々な物理的特徴が観測から明らかになりつつある。京都産業大学神山天文台では、荒木望遠鏡（口径 1.3m）に取り付けた可視光線偏光分光器 VESPolA を用いて、V339 Del を爆発翌日から 7 日間連続で観測を実施した。得られた偏光スペクトルを詳細に解析した結果、V339 Del の新星爆発放出物は、初期の放出された低速度のトーラス状あるいはドーナツ状の構造と、後から高速度で球対称に膨張する成分の2つの成分が存在する可能性が強く示唆された。また、本研究で推定した幾何の方位角は同新星の爆発数日後に行われた赤外線干渉計から推定された幾何の方位角と一致した。このように、通常の撮像観測では分解できない小さな空間スケールの天体の構造を明らかにできる点が線偏光分光観測の特徴である。今回、その特徴を最大限に生かし、新星爆発放出物の爆発直後からの変化を明らかにでき、高分散偏光分光観測が新星爆発直後の爆発放出物の構造を調べる上で非常に強力なツールであることを示した。

1: はじめに

新星の正体は、激変星と呼ばれる近接連星系における変光現象の一種である。図1は、新星の進化のサイクルを表した模式図で、左上から時計回りに進化が進む[1]。まず、白色矮星を含む近接連星系において、片方の星から白色矮星へ水素ガスを主成分とするガスが流れることで、白色矮星の周りに円盤が形成される。さらに水素ガスが円盤に流れていくと、円盤の水素ガスが高温・高圧になっていき、ある臨界点を超えると、白色矮星表面で熱核暴走反応と呼ばれる暴走的な核融合反応を起こし急激に明るく輝き出す。この明るく輝いている状態を新星と呼ぶ。熱核暴走反応により、白色矮星表面の水素ガスが爆発的に膨張し、それに

伴い白色矮星を覆っていたガスが系の外に飛び散る。爆発直後は、白色矮星表面に降り積もっていたガスが非常に高温のガス球として膨張することで、光学的に厚い光球面が拡大するために急激な増光現象として認識される。光球面と爆発放出物の先端が一致して膨張する時期を「火の玉期」と呼ぶ。爆発放出物がさらに膨張すると、膨張ガスの先端付近は光学的に薄くなり、光球面はガス密度の濃い内側へと後退していく。希薄になった膨張ガスの外層部分では、free-free 放射による連続光、またプラズマ中の

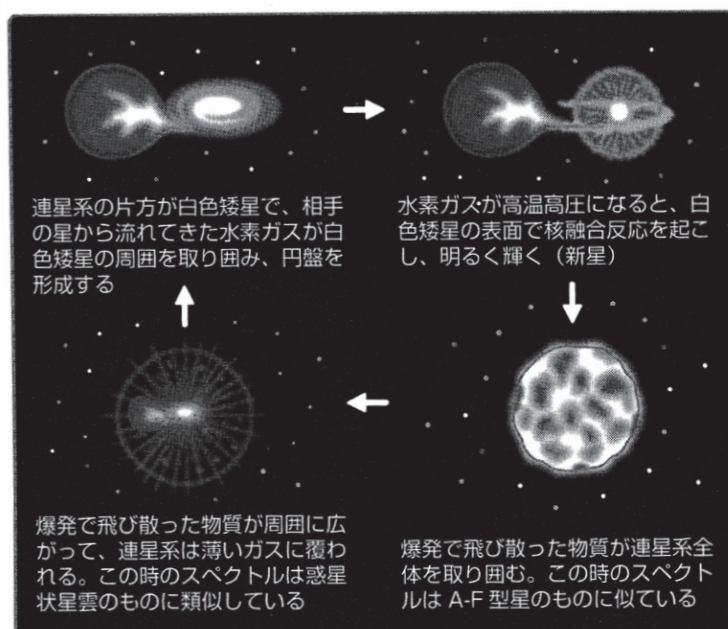


図1. 新星の進化[1]。

イオンと電子の再結合による輝線等が観測され、惑星状星雲に似た状態となる（星雲期）。さらに膨張すると、密度が小さくなり連星を構成する恒星が見えるようになる。新星爆発では、通常の恒星と比べて高温な状態の核融合反応が起きるため、元素合成パターンも通常の恒星内部や超新星爆発とは異なることが知られており、新星は銀河系の化学進化に一定の役割を果たしている重要な天体である。

2：新星爆発放出物の幾何構造

新星の爆発放出物の幾何構造に関する研究は古く、1940–50年代には可視光高分散分光観測から多層構造の描像が提案されている[2 など]。それ以降、爆発から数10日–数100日後の星雲期の分光観測による輝線形状や、爆発から数十年経過した新星の直接撮像画像から、爆発放出物の構造が多様性に富むことが明らかになってきた[3-5 など]。また近年、複数の新星においてガンマ線が検出されており、新星爆発放出物中での衝撃波の存在が明らかとなった[6]。ガンマ線は新星爆発から数日後の可視光極大付近から検出されており、白色矮星表面での熱核暴走の開始と爆発放出物中での衝撃波の発生までに時間差があることがわかってきた。新星爆発放出物中での衝撃波の存在を説明するため、Metzger と彼の共同研究者らにより、新星爆発により時期および膨張速度の異なる2種類的气体成分が放出され、これらが衝突することで衝撃波が生じるというシナリオが提案されている[7 など](図2)。このシナリオでは、まず爆発直後に連星系の重力ポテンシャルの低いL2かL3ラグランジュ点から物質が溢れ出す(Phase I)。この放出は、連星系が共通重心を公転運動しながら放出されるため、連星の公転面上にスパイラル構造の放出物が放出される(図2(左))。その後、連星系の共通外層全体から、高速度の放出物が等方的に放出される(Phase II)。新星爆発から数日後にこれらの2種類の放出物が衝突することで、公転面方向で密度の高い領域が生み出され、ここで高エネルギーのガンマ線が放出される(Phase III)。また、衝突を起こした場所では膨張速度が小さくなるのに対して、衝突していない方向は膨張速度が変化しないため、公転面と垂直方向に双極方向に伸びた幾何が作られる(図2(右))。時間が経つと、膨張に伴い衝突を起こした領域の密度・温度が下がり、この領域でダストが生成される。このシナリオは、極大付近でのガンマ線輝線の放出、ダスト形成、星雲期での新星爆発放出物の非球対称構造、などの新星で見られる

観測事実を説明できることから、新星爆発における有力な物質放出シナリオである。しかし、大部分の新星は大型の望遠鏡で撮像観測をしても点源に見えるため、新星爆発直後の爆発放出物の幾何構造については、観測的にほとんど明らかになっていない。

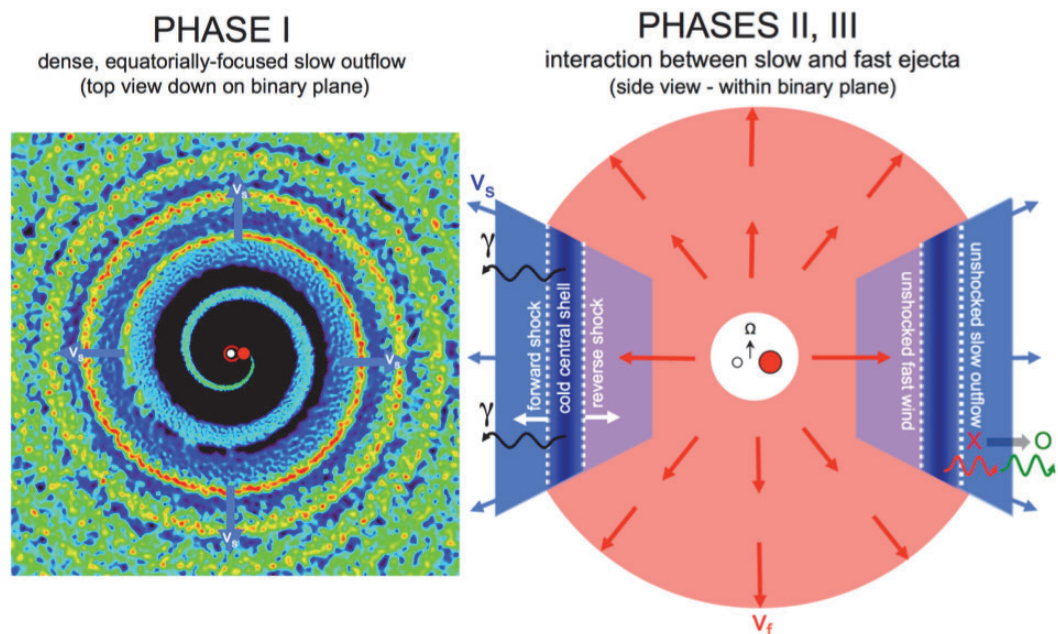


図2. 2段階放出モデルによる幾何の模式図[7]。新星爆発が起こると、まず連星系の重力ポテンシャルの低いL2かL3ラグランジュ点から放出されることで、公転面上にスパイラル構造が形成される(左)。その後、連星系の共通外層から放出物が等方的に放出され、これらの2種類の放出物が衝突することで公転面方向に密度の高い領域が作られ、この領域からガンマ線が放出される。

3：古典新星 V339 Del

V339 Del は、2013 年 8 月 14 日にいて座で発見された古典新星である（発見者：板垣公一氏）。この新星は、極大において 4 等級台まで明るくなったため、爆発直後から様々な観測手法による多くの観測がなされ、その爆発についての詳細が明らかになりつつある。V339 Del の新星爆発で見られた出来事を時系列にとめると、2013 年 8 月 14 日に新星爆発を起こし、約 2 日後に 4 等級台まで明るくなり、その後は徐々に暗くなっていった[8]。爆発から 4-13 日後にはフェルミ衛星によりガンマ線が検出されており[6]、約 30 日後には多波長での撮像観測などからダスト形成が報告されている[9]。このように、V339 Del は 2 段階放出シナリオで予測される、ガンマ線の検出とダスト生成がともに確認されており、爆発直後から非対称構造を持つ可能性が期待された天体であった。

干渉計という観測手法は、ブラックホールシャドウの直接撮像画像が記憶に新しいように、高い空間分解能の画像を取得する強力な手法である。V339 Del は爆発直後から赤外線干渉計による観測がなされており、図 3 の観測結果を見ると、爆発直後から視直径が徐々に大きくなっていく様子が確認できる[10]。特に、高い S/N 比の観測が行えた爆発から 2 日後から 9 日後は、非対称な構造が優位に観測されており、単一の楕円体でフィッティングした結果、有効光球面の幾何が変化した可能性が示唆されている。

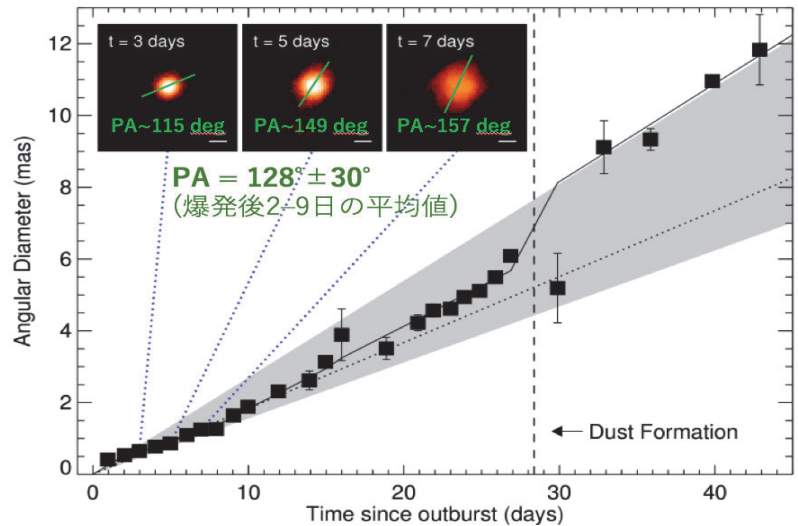


図 3. V339 Del の赤外線干渉計による直接撮像観測の結果 [10]。有効幾何の増大に加え、爆発直後に非対称構造が確認されている。

4：偏光分光観測でわかること

干渉計の他に空間分解できない小さい幾何構造を分解できる手法として、光の波の性質である「偏光」を用いる手法がある。図 4 は、横軸を速度で表した偏光スペクトルの例であり、上から、規格化した強度スペクトル、規格化したストークス Q (Q/I)、 U (U/I)、偏光度 P 、偏光方位角 θ 、偏光フラックス $I \times P$ を示している。ストークス Q 、 U はそれぞれ、方位角 0 度と 90 度成分による偏光、45 度と 135 度成分による偏光を意味しており、これらを規格化した強度スペクトルで割ったものが、規格化したストークス Q と U である。偏光度 P と偏光方位角 θ はストークス Q 、 U から次の式で計算できる；

$$P = \sqrt{Q^2 + U^2}, \quad \theta = 1/2 \arctan (U/Q).$$

ここで θ は天球面上で北からの角度を意味する。ストークス Q と U を軸に取ってプロットすると (Q - U 平面図)、偏光度 P は原点からの

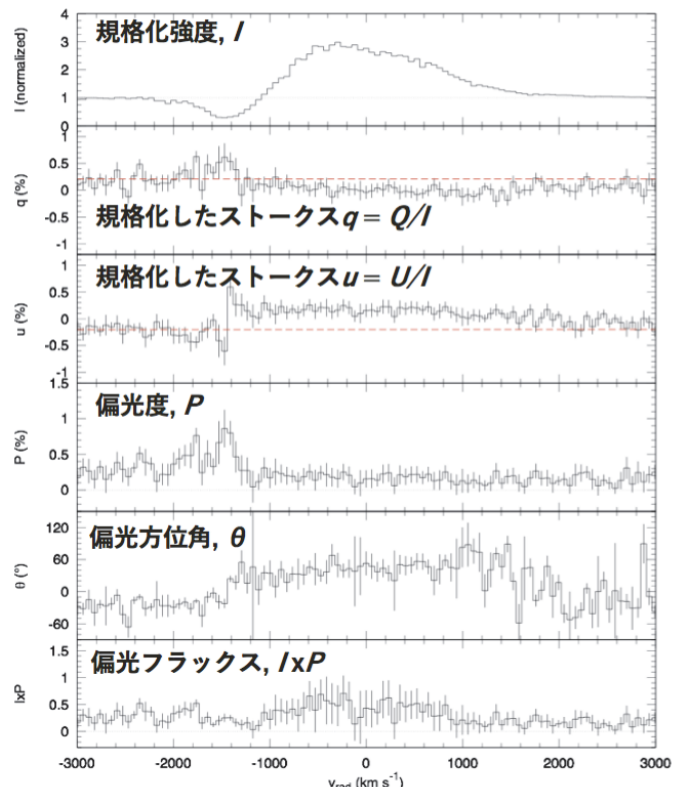


図 4. 偏光スペクトルの例[13]。

距離、偏光方位角 θ は Q 軸から U 軸方向の角度の半分で示せることから、 Q - U 平面図は偏光度と偏光方位角を視覚的に見るのに非常に有用な図である。これらを規格化した強度スペクトルで割った規格化したストークス Q 、 U も、一般に小さい値 (<0.1) のため、近似的に加算的に扱うことができる。偏光はベクトルで表現できるため、観測で得られる偏光は、連続光偏光と線偏光のベクトルの足し合わせで表現できる。連続光偏光は、星間偏光と呼ばれる星間空間を漂うダストなどに起因する偏光と、新星固有の偏光が混合してる。一般に、星間偏光の決定は難しいが、星間偏光は波長に対して連続的に変化することが知られており、観測スペクトルから連続光偏光を差し引くことで、新星固有の「線」偏光を抽出することができる。図4の規格化したストークス Q と U スペクトルの赤い点線は、輝線近傍の連続光領域から推定した連続光偏光を示している。

線 偏 光

は、光源周囲の幾何の非対称構造と速度場情報を研究する強力なツールである。図5は、超新星爆発の場合の偏光を考慮したP Cyg プロファイルの三次元の数値シミュレーションの計算結果で、左から、幾何、強度スペクトルとストークス Q と U 、 Q - U 平面上での動きを示す[11]。まず、双極

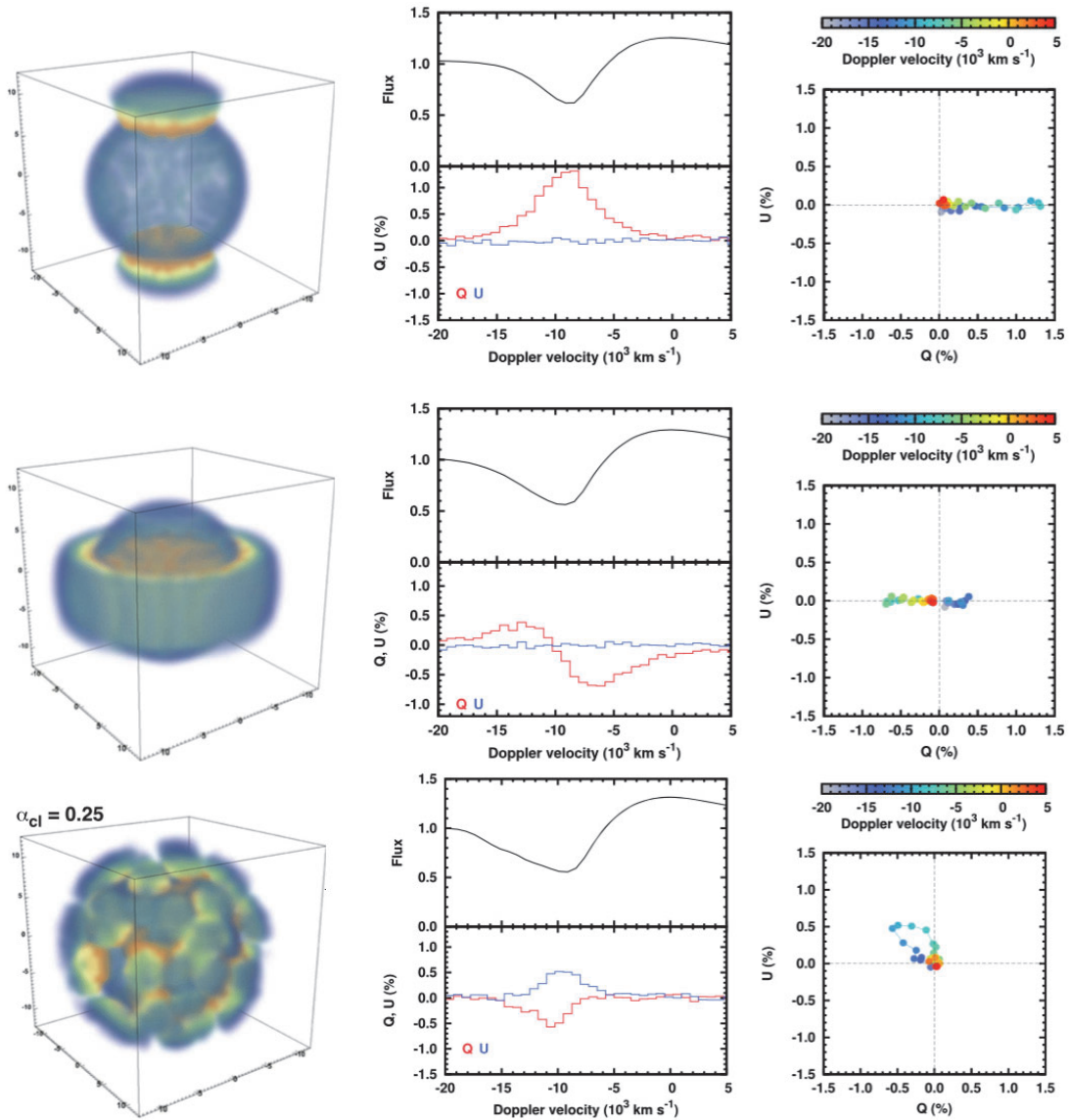


図5. 様々な膨張する幾何における偏光を考慮したP Cyg プロファイルの3D 数値シミュレーション結果[11]。上から双極ジェット、光球をトーラスが覆う、光球面をクランプが覆う場合の計算結果。幾何により Q - U 平面での偏光の振る舞いが異なることがわかる。

点からある方向に直線に移動し原点に戻るように動く。 Q - U 平面上での移動の方向は幾何構造の天球面上での方位角と関係しており、ジェットの方法も推定することができる。次に、光球を膨張するトーラスが覆っている場合、偏光は吸収成分である方向に直線に移動し、輝線成分では偏光の原点に対して反対方向側へ移動する。この場合も、移動の方向が天球面上での方位角を示す。最後に、光球の一部をクランプが隠す場合、偏光は Q - U 平面上でループを描く。ループの回転方向や大きさは光球面を覆う塊

のサイズや覆う割合などにより変化する。このように、線偏光を用いることで撮像観測では空間分解できない天体についても、光源周囲の幾何の非対称構造や速度場情報を得ることができる。これに加え、線偏光は一般に高精度の推定が難しい星間偏光の影響を無視できるという利点もある。また、存在領域の異なる原子の線偏光を調べることで、様々な領域の幾何と速度場を推定することが可能となる。

連続光偏光については、もし星間偏光の影響を除去できる場合、新星固有の連続光偏光から有効光球面の非対称構造の有無と幾何の非対称性の方向を調べることができる。光球表面で電子散乱が起きている電子散乱光球面場合、射影した光球面に対して垂直方向に偏光が生じる。この偏光は、光球面のあらゆる場所で生じており、光源が球対称の場合は、様々な方向の偏光がキャンセルしあうことで偏光は生じないのに対して、光源が非対称の場合、偏光がキャンセルされないため偏った方向と垂直方向に偏光が生じる。新星においては、光球面と爆発放出物の先端が一致している火の玉期において、連続光偏光から爆発放出物の幾何の非対称構造の有無を明らかにできると期待される。

本稿では、爆発直後から様々な観測手法による多くの観測がなされ、その爆発についての詳細が明らかになりつつある古典新星 V339 Del について、これまで観測的にほとんど明らかとなっていない爆発直後の新星の爆発放出物の幾何形状を、爆発直後の線偏光分光スペクトルから推定することを目指した。

5：V339 Del の線偏光分光観測

我々は京都産業大学神山天文台で開発した線偏光分光器 VESPoA [12] を神山天文台荒木望遠鏡（口径 1.3 m）に搭載し、V339 Del の線偏光分光観測を実施した。VESPoA は、波長分解能 $R \sim 8000$ かつ 560–810 nm を一度に、全波長域にわたって高い偏光決定精度で観測できる偏光分光装置である。この VESPoA を機動力の高い神山天文台の荒木望遠鏡に搭載することで、新星のような突発天体などの時間変動する天体のモニター観測が可能となる。観測手法は代表的な 4 方位法であり、標準的な分光データ処理および偏光解析を行っている。今回の観測では、無偏光標準星として HD214923 と HD432、強偏光標準星として HD7927 および HD198478 を観測した。表 1 は我々が実施した V339 Del の偏光分光観測のまとめである。天気や観測条件にも恵まれ、爆発の約 1 日後から 7 日間連続で偏光分光スペクトルの取得に成功した。特に、火の玉期の偏光スペクトルは、新星爆発における白色矮星表面での熱核暴走反応の様子の詳細な研究に本質的に重要である。

表 1. 観測ログ

観測時刻 (世界時)	発見からの 日数 (日)	積分時間 (s)
2013 Aug 15.49	0.91 d	6,000
2013 Aug 16.73	2.15 d	1,200
2013 Aug 17.51	2.93 d	3,600
2013 Aug 18.69	4.11 d	1,200
2013 Aug 19.49	4.91 d	2,800
2013 Aug 20.48	5.90 d	1,600
2013 Aug 21.53	6.95 d	2,000

表 1 は我々が実施した V339 Del の偏光分光観測のまとめである。天気や観測条件にも恵まれ、爆発の約 1 日後から 7 日間連続で偏光分光スペクトルの取得に成功した。特に、火の玉期の偏光スペクトルは、新星爆発における白色矮星表面での熱核暴走反応の様子の詳細な研究に本質的に重要である。

6：観測結果と議論

本発表では、得られた偏光スペクトルのうち、最も S/N 比の良い $H\alpha$ 線と、可視極大前のみに優位な偏光を示した Si II 線、そして連続光偏光から得られた結果について紹介する。

まず、 $H\alpha$ 線の線偏光の結果について紹介する。図 6 は $H\alpha$ 線の線偏光成分の規格化した Q - U 平面図を示しており、 Q - U 平面上での $H\alpha$ 線の振る舞いを見ると、「光球を膨張するトーラスが覆っている場合」の振る舞いと一致することから、V339 Del は可視極大前は、トーラス状の幾何が新星爆発の有効光球面を隠していることが明らかとなった。また

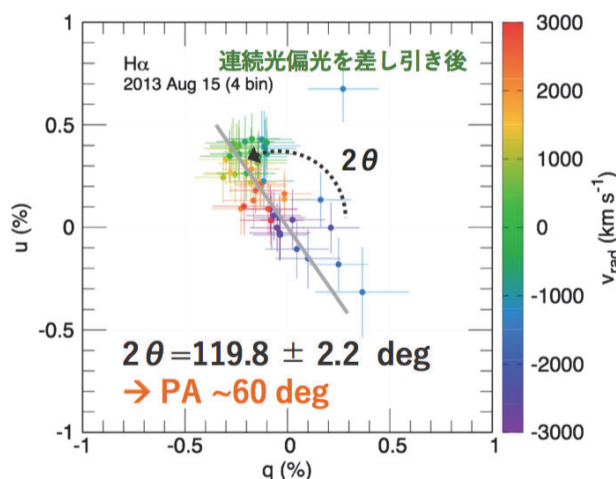


図 6. $H\alpha$ 線の線偏光成分の Q - U 平面図[13]。

偏光の振る舞いから、このトーラス状の幾何は方位角が約 60 度に位置することがわかった。

次に、連続光偏光の結果について紹介する。図 7 は我々の観測で得られた H α 線の静止波長での連続光偏光を規格化した Q - U 平面上にプロットしたものである。黒いプラス記号の大きさは、連続光偏光の誤差を示している。まず、連続光偏光が観測日ごとに大きく動いていることから、V339 Del の光球の有効幾何が 1 日以下の短時間で変化していることがわかる。ここで、火の玉期である爆発後 3 日のプロット（黒色のプロット）に注目すると、ほぼ一直線に並んでいることが見て取れる。ここに V339 Del の R バンド偏光観測から推定した星間偏光 (ISP)[14] をプロットすると、ちょうどこの直線上に並び、爆発から 0.9 日後と 2.2 日後のプロット間に位置することがわかる（つまり、新星固有の連続光偏光が 180 度回転している）。この結果は、爆発から 0.9 日後と 2.2 日後の間に V339 Del の光球の有効幾何は 90 度変化したことを示唆しており、H α 線の線偏光の結果と組み合わせて考えると、V339 Del の爆発放出物の有効幾何は、トーラス状の幾何から公転面と垂直方向の幾何に変化したことを示唆する。爆発から 2.9 日後は、爆発放出物の膨張に伴い非一様性が小さくなったことが原因で、新星固有の偏光が小さくなったと考えられる。

最後に、Si II の線偏光の結果を紹介する。図 8 は爆発から 0.9 日後の Si II 線の規格化した Q - U 平面図(上)と強度スペクトル(下)である。下図の横軸は、下のスケールが Si II λ 634.71 nm の静止速度に対する視線速度で、上側は Si II λ 637.14 nm の静止速度に対する視線速度を意味する。2 本の Si II 線はそれぞれ P Cyg プロファイルを示しており、左側のラインの吸収線はおおよそ -1800 km s^{-1} まで広がっており、右側のラインの輝線はおおよそ 800 km s^{-1} まで広がっていることから、左側の輝線部分と右側の吸収部分が重なっていることがわかる。そこで、これらの 2 つのラインの混合の影響を避けるため、左側のラインの吸収線部分と右側のラインの輝線部分のみをプロットすることで、Si II 線の線偏光を抽出した。2 本の Si II 線から抽出した Si II 線の規格化した Q - U 平面図(図 8 の上図)を見ると、H α 線(図 6)と異なる振る舞いをしており、偏光がループを描いている様子が見て取れる。この振る舞いは、図 5 の“光球面をクラumpが覆っている”場合のシミュレーション結果[5]と一致することから、可視極大前は一階電離した Si 原子が光球面上に非一様に存在したことが明らかとなった。先行研究より、この時の光球面の温度は 9,000 K–10,000 K と推定されている[15]。Si 原

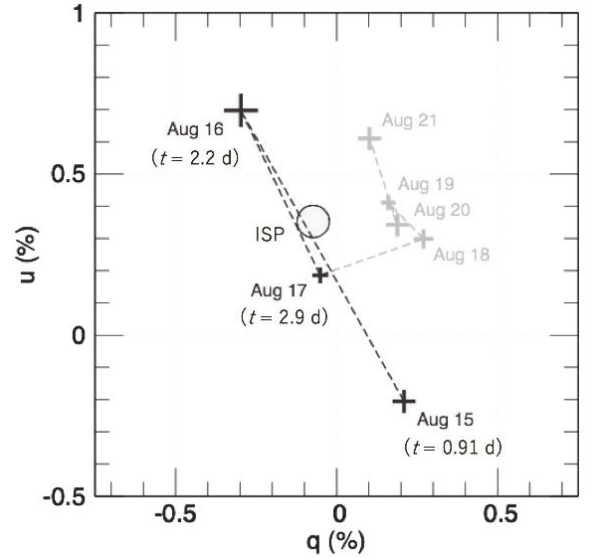


図 7. H α 線の静止波長での連続光偏光の時間変化（星間成分+新星固有成分）[13]。記号の大きさは誤差を示す。火の玉期間の結果は黒色、それ以降は灰色でプロットしている。ISP は同新星の R バンド偏光観測から推定した値[14]を示す。

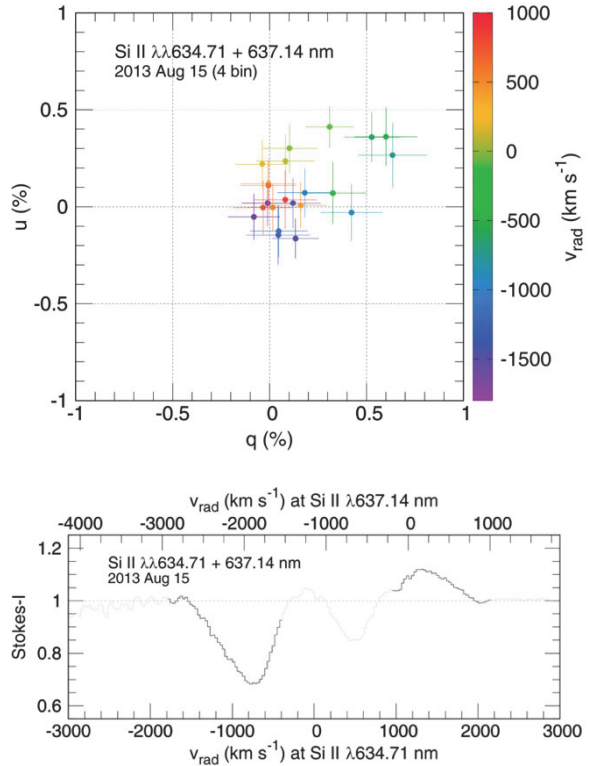


図 8. Si II 線の規格化した Q - U 平面図（上）と強度スペクトル（下）[13]。2 本の Si II 線の混合の影響を避けるため、 λ 634.71 nm の吸収線と λ 637.14 nm の輝線のみをプロットしている。

子のイオン化ポテンシャルを考慮すると、この時の光球面の温度範囲では、Si 原子の一部は Si II で存在しており、一部はさらに電離の進んだ Si III として存在していることで説明できる。この結果は、新星爆発直後の光球面は非一様な温度分布を持っており、白色矮星の表面で非一様な熱核暴走反応が起こったことを示唆する結果である。

ここで、V339 Del の爆発直後の偏光分光観測から推定された幾何についてまとめる(図9)。爆発から0.9日後は、H α 線の線偏光の結果から、トーラスのような幾何が光球面を覆っており、その方位

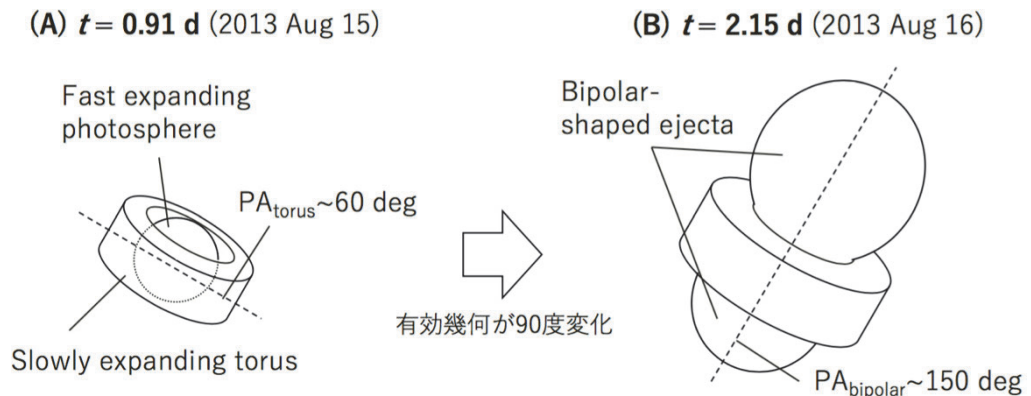


図9. 偏光分光観測から推定されたV339 Delの幾何構造の変化の模式図[13]。左(A)は新星爆発から0.9日後の描像、右(B)は爆発から2.2日後の描像を示す。

角は約60度であることが推測された。次に、連続光偏光の結果から、爆発直後は有効光球面の幾何が1日以下の時間スケールで変化しており、特に、新星爆発から0.9日後から2.2日後の間に、有効光球面の幾何が90度回転していることが明らかとなった。この結果は、V339 Delは、新星爆発直後に公転面上にスパイラル形状の放出物が放出され、その後、共通外層から等方的に放出物が放出され、これらが衝突を起こすことで双極方向に伸びた幾何が作られる、と言うMetzgerと彼の共同研究者らが提案した2段階放出シナリオ[2など]を支持する結果である。

次に、偏光観測から得られたV339 Delの爆発放出物の方位角について検証する。V339 Delの爆発直後の干渉計により得られた有効幾何の方位角は、方位角が~60度方向から~150度方向に変化する様子が見られる[10]。この結果と我々の偏光分光観測から推定されたV339 Delの有効幾何の方位角を比較すると、偏光分光観測から推定された幾何は干渉計から推定された有効幾何と同様の変化を示すことがわかった。今回観測したV339 Delは、非常に明るかったこともあり、偏光分光観測と干渉計による直接撮像観測の両方が行われているが、地球から遠いなどで干渉計などによる直接撮像でも空間分解できない天体についても、偏光分光観測から新星爆発の放出物の幾何を推定できることを意味する。

7: まとめと今後の展望

本研究では、V339 Delの爆発直後のH α 線の線偏光と連続光偏光の振る舞いから、古典新星V339 Delの有効幾何が1日以下の短時間で変化していることを明らかにした。この結果は、先行研究とは独立に、新星爆発により物質が2段階で放出されるというシナリオを観測的に支持する結果である。また、Si II線の線偏光の振る舞いから、新星爆発直後の光球面の温度の非一様性の存在が観測的に明らかとなり、新星爆発における白色矮星表面での非一様な熱核暴走反応を示唆する結果である。このように、本研究は、高分散偏光分光観測という手法が、視直径が非常に小さいため撮像観測で空間分解が困難なことの多い新星の爆発直後の幾何構造を明らかにするのに非常に強力な手法であることを示した。

今回の研究では、偏光観測の結果と論文で報告されていた超新星の場合のパラメータで計算された様々な爆発幾何における偏光を考慮したシミュレーション結果との比較から、定性的に幾何形状の推定を行った。このような偏光を考慮したシミュレーションをV339 Delの実際の新星の観測スペクトルに対して行うことで、爆発放出物の速度場情報も推定することができるようになり、より詳細な新星爆発の解明につながると期待される。また、今回の高分散偏光スペクトルを利用した新星爆発直後の幾何形状の推定は、V339 Delが初めてかつ唯一の例のため、今回V339 Delで得られた描像が新星において普

遍的かどうかの検証が必要である。今後は、別の新星についても爆発直後から非球対称構造が存在するかどうかを明らかにすることで、連星系を構成する恒星の質量比などとの関連などを明らかにしていくことが必要である。さらに、我々は今回、V339 Del を爆発から約 1 日後から 7 日間連続的に観測を行ったが、1 日のうち短時間しか観測できておらず、特に爆発直後から可視光極大過ぎまでの数日間について、より細かく時間分解した偏光データから、新星爆発の爆発放出物の幾何構造の時間変化を調べる事が可能となる事が期待される。

謝辞

本稿の内容は Kawakita, H., Shinnaka, Y., Arai, A., Arasaki, T., Ikeda, Y. 2019, ApJ, 872, 120 に基づいています。論文執筆にあたり、共著者の皆様および京都産業大学神山天文台のスタッフに感謝申し上げます。また、連星系・変光星研究会 2019（中京大学、2019 年 11 月 29 日-12 月 1 日）において、著者に本研究を発表する機会をいただいた世話人の皆様に感謝申し上げます。本研究は、文部科学省私立大学戦略的研究基盤形成支援事業（課題番号：S0801061、S1411028）の助成を受けて行われました。

参考文献

- | | |
|--|--|
| [1] 鳴沢真也著「へんな星たち」 | [9] Burlak et al. 2015, BaltA, 24, 109 |
| [2] McLaughlin 1950, Pop. Astron., 58, 50 | [10] Schaefer et al. 2014, Nature, 515, 243 |
| [3] Gill & O'Brien 1998, | [11] Tanaka et al. 2017, ApJ, 837, 105 |
| [4] Gill & O'Brien 2000; | [12] Arasaki et al. 2015, PASJ, 67, 35 |
| [5] O'Brien & Dunlop 1995 | [13] Kawakita et al. 2019, ApJ, 872, 120 |
| [6] Ackermann et al. 2014, Science, 345, 554 | [14] Shakhovskoy et al. 2017, Astrophys., 60, 19 |
| [7] Li et al. 2017, Nat. Astron., 1, 697 | [15] Skopal et al. 2014, A&A, 569, A112 |
| [8] Munari et al. 2013, IBVS, 6080, 1 | |

古典新星爆発の普遍的減光則と色等級図

蜂巢 泉 (元東大)、加藤 万里子 (元慶応大学)

概要

古典新星は白色矮星表面に降着した水素の不安定殻燃焼によって引き起こされる。その光度曲線は時間軸方向にスケールするとほぼ重なり合う。この減衰形を普遍的減光則 (universal decline law) とよぶ。実は、色曲線も同じ時間スケールで短縮あるいは伸長するとほぼ重なり合う。縦軸に普遍的減光則に従う等級 ($M_V - 2.5 \log f_s$) をとり、横軸に色指数 $(B - V)_0$ をとると、この色等級図上で、古典新星爆発の進化の軌跡はほぼ重なりあい、1本の線で表すことができる。普遍的減光則から導かれる1本の軌跡である。(ここで f_s はある基準の新星を1とした場合の時間スケールである。) これをもとに、任意の古典新星の色等級図をこの軌跡 (track) と重ねることで、横軸から色超過 $E(B - V)$ が、縦軸から距離指数 $(m - M)_V$ が求まり、それを使うと、古典新星までの正確な距離 d を求めることができる。今回、 $(B - V)_0 - (M_V - 2.5 \log f_s)$ 図だけではなく、 $(U - B)_0 - (M_B - 2.5 \log f_s)$ および、 $(V - I)_0 - (M_I - 2.5 \log f_s)$ 図も併せて、70におよぶ古典新星について、正確な距離や白色矮星質量を求めた。

古典新星のスピードクラス

新星の光度曲線の減衰の速さから、新星のスピードクラスが決められ、減衰の速いもの (fast novae) は、白色矮星質量が大きく、遅いもの (slow novae) は質量が小さい。減衰期の新星の光度曲線は主に光学的に薄い外層のプラズマからの自由-自由遷移光によって決まることなどについては、今までの「連星・変光星・低温度星研究会」で報告してきた。その物理的過程をまとめると以下ようになる。

光球輻射と自由-自由遷移光

新星の光度は、その正確さは多少犠牲にして、概念的に示すと、図1のように説明される。(a) 膨張初期には、膨張する外層の密度が濃いので、光球が直接見えるとしてよい。いわゆる、“火の玉”モデルである。このような場合、新星のスペクトルは超巨星 (supergiant) に似たものとなる。よく言われるように、F型超巨星のスペクトルで近似される。(b) しかし、その後、膨張につれて外層は次第に薄くなっていき、(c) 光学的に薄いプラズマからの自由-自由遷移放射光 (free-free emission) が主体となる。

古典新星の絶対光度と光度曲線の減衰率

新星の光度が自由-自由遷移光で担われている場合、光度曲線の形は白色矮星の質量や元素組成にほとんどよらない相似形である (Hachisu & Kato, 2006, ApJS, **167**, 59)。つまり、普遍的な光度曲線の形が存在する。その例を図2に示した。実際のタイムスケールは、白色矮星の質量などによるが、それは、あるひとつのパラメータ (stretching factor f_s) により表せる。ここでは、古典新星 LV Vul の時間スケールを単位とし、その時間スケールの何倍かを f_s で表す。この時間スケール f_s を決めれば、自由-自由遷移光の光度曲線の絶対光度や白色矮星の質量もほぼ決まる。図2では、色補正をした後の $(B - V)_0$ と $(U - B)_0$ の色曲線が、できるだけ重なるようにして、各々の古典新星の f_s を決めた。その値は図中に表示してある。二つの古典新星の相対的な光度は、時間尺度のスケールリング則によってきまり、 $m_V = m'_V + 2.5 \log f_s$ のように決まる (Hachisu & Kato, 2010, ApJ, **709**, 680)。ここでは、等級 m'_V は対比する LV Vul の等級である。タイムスケールが10倍短いと、2.5等明るい、という関係である。もちろん、LV Vul の絶対等級 (あるいは距離指数 $(m - M)_V$) が分かれば、当該の古典新星の絶対等級を求めることができる。例えば、

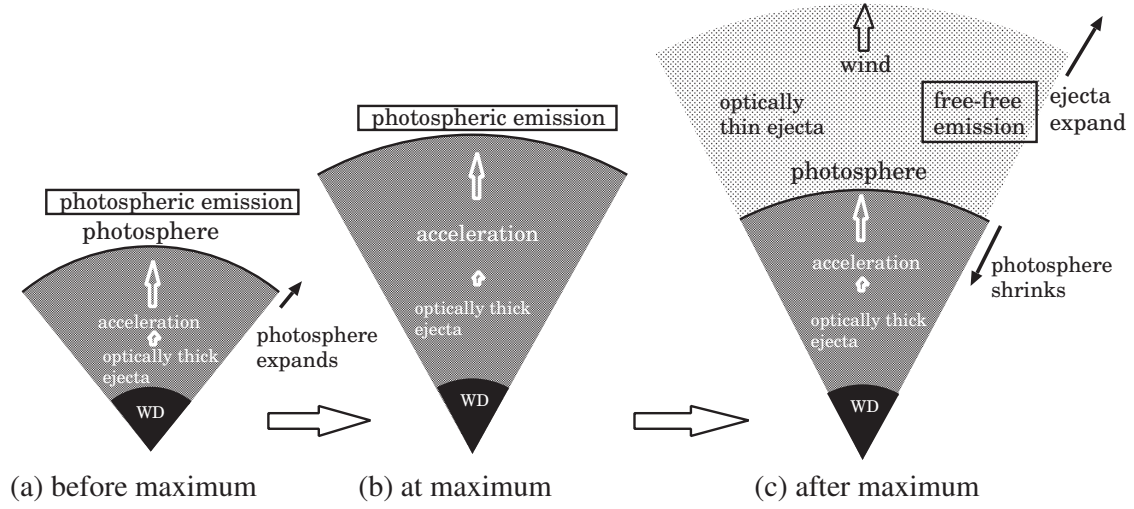


図 1: 古典新星の光球付近からの輻射の様子: (a) 爆発の極初期で外層の密度が比較的高い場合は、光球が直接見える (いわゆる fire-ball “火の玉” 状態)。 (b) それが光度最大まで続く。このように光球が直接見える場合は、F 型超巨星のスペクトルを示すと言われる。 (c) その後は膨張に伴い、外層密度が薄くなり、光学的に薄いプラズマからの free-free emission が主体となる。

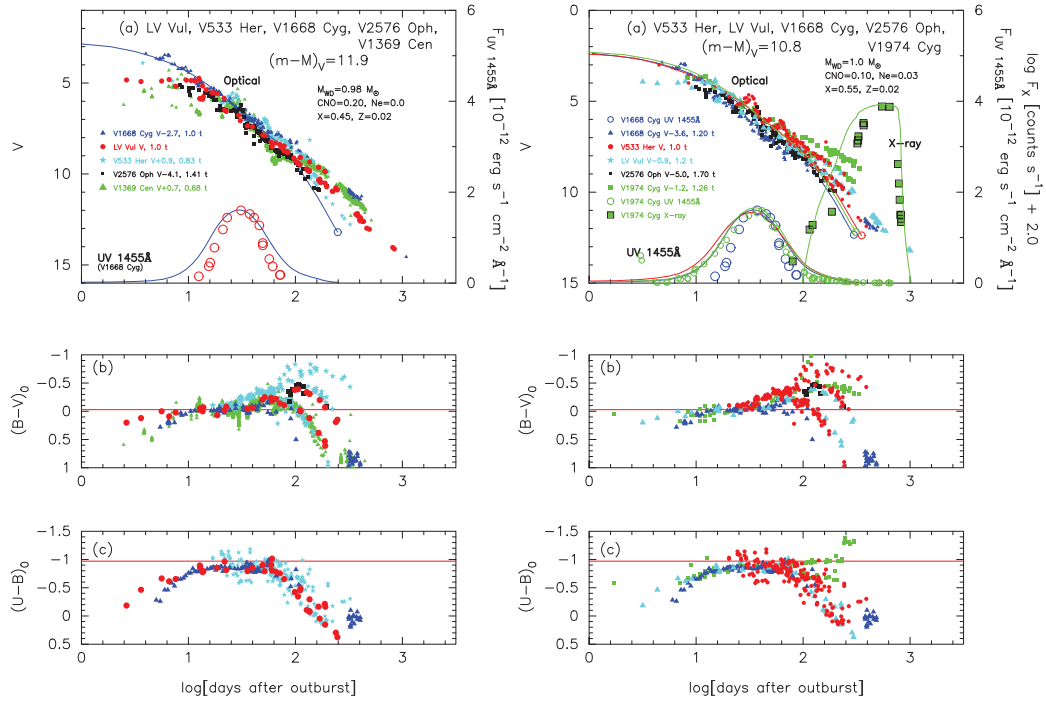


図 2: 左図: 5 個の古典新星の光度曲線を重ねたもの。V1668 Cyg については理論的に求めた $0.98 M_{\odot}$ 白色矮星の光度曲線 (青色実線) を表示。絶対等級。元素組成は $X = 0.45, Y = 0.18, Z = 0.02, C + O = 0.35$ を仮定。右図: 左の図の V1369 Cen の代わりに V1974 Cyg を入れたもの。理論光度曲線は、 $1.0 M_{\odot}$ WD で、元素組成は $X = 0.55, Y = 0.23, Z = 0.02, C + O = 0.20$ を仮定。

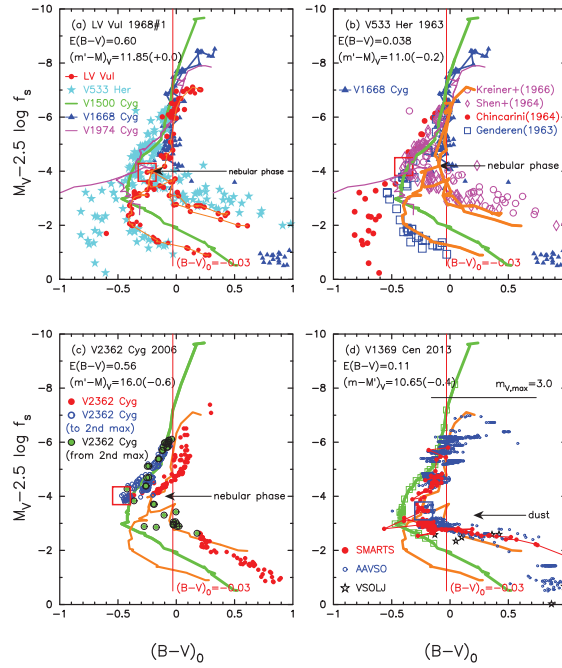


図 3: (a) LV Vul 1968#1、(b) V533 Her 1963、(c) V2362 Cyg 2006、および (d) V1369 Cen 2013 の色等級図上の進化。図中の黄緑線は V1500 Cyg、オレンジ (黄土) 色は LV Vul、青色は V1668 Cyg、マゼンダ (赤紫) 色は V1974 Cyg の爆発中の進化。

V 等級の減光のタイムスケールを観測と合わせて、絶対等級や白色矮星の質量を決めることができるが、図のように紫外線 (UV 1455Å) や X 線 (X-ray) などの観測があると、決定精度が非常に良くなる。例えば、図 2 左の例では、V1668 Cyg の白色矮星質量が $0.98 M_{\odot}$ であり、右の例では、V1974 Cyg の白色矮星質量が $1.0 M_{\odot}$ であることを示している。仮定した元素組成も図中に示している。

2 色図中の古典新星の進化経路

古典新星が $(B-V)-(U-B)$ の 2 色図中でどのように進化するかということは、古くから色々な研究者によって議論されてきた。しかし、その進化経路が複雑なこともあり、最近まで、理論的に理解され、確立されたとは言えなかった。しかし、図 2 をみても分かるように、古典新星爆発の前半は、 $(B-V)_0$ 色曲線も、 $(U-B)_0$ 色曲線も良く揃っている。ともに 1 本の線に近い。私たちは、これを $(B-V)_0-(U-B)_0$ の 2 色図中に描き、どの新星も 1 本の線の近くを進むことを示した。このようにして、多くの古典新星がたどる一般的な進化経路を 2 色図中に見付けることができた (Hachisu & Kato 2014, ApJ, **785**, 97)。

この一般的な進化経路 (general track) と当該の古典新星の経路を 2 色図中で合わせることで、その古典新星の色超過 $E(B-V)$ を決定することができる。これについてはすでに、「連星系・変光星・低温度星研究会」で発表している。詳細は、Hachisu & Kato (2014, ApJ, **785**, 97) を参照されたい。

色等級図中の古典新星の進化経路

ここまで来ると、色等級図上でも一般的な進化経路があるのではないかと期待される。しかし、各々の古典新星の絶対等級はまちまちで、とても、揃っているとはいえなかった。2014 および 2016 年の発表では、一般的な進化経路はあきらめて、いくつかのパターンを提示するにとどまった (Hachisu & Kato 2016,

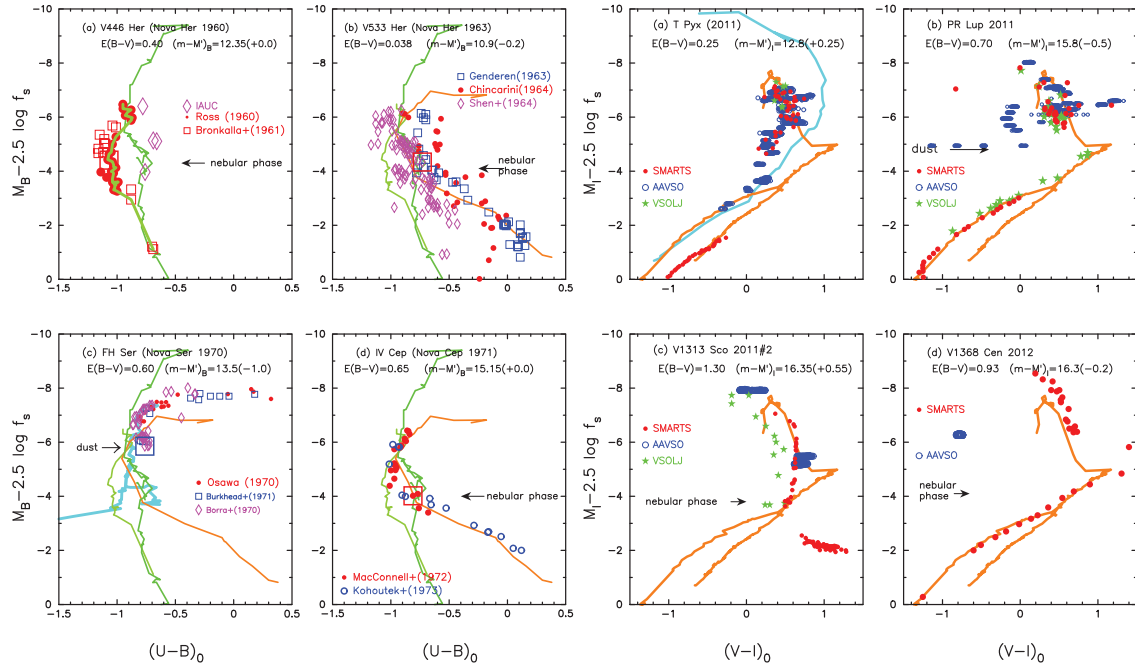


図 4: 左図: 4 個の古典新星の色等級図 $(U - B)_0 - (M_B - 2.5 \log f_s)$ を示した。オレンジの線は LV Vul、緑の線は、V1500 Cyg の軌跡を表す。右図: 4 個の古典新星の色等級図 $(V - I)_0 - (M_I - 2.5 \log f_s)$ を示した。水色の線は V1500 Cyg、オレンジの線は V496 Sct と V959 Mon (LV Vul タイプ) の軌跡を表す。

ApJS, **223**, 21)。要するに、失敗したのである。今回、図 2 で見るように、普遍的減光則 (の等級) と色進化曲線とはともに 1 本の線で表されることに基づき、この線を基にして、色等級図を描くことにした。そうすると、図 3 に示すように、1 本のほぼ一般的な線をたどることを示すことができた。色等級図の縦軸の絶対等級 M_V の代わりに、スケーリング則の光度 $M_V - 2.5 \log f_s$ を採用するのである。このことにより、ほぼすべての古典新星は、ほぼ同じ進化経路を色等級図中でたどることになった。

良く調べてみると、この 1 本は、実は正確な 1 本ではなく、図 3 では緑色の実線で表された V1500 Cyg タイプと、オレンジ (黄土) 色の実線で表された LV Vul タイプとに 2 分される。多くの新星は、このどちらかをたどることになるが、V2362 Cyg という 2 次極大を持つ新星は、最初の減衰は、LV Vul の軌跡の近くを通り、2 次極大の時は、V1500 Cyg の軌跡をたどる。

このどちらかの軌跡と当該の新星の軌跡を合わせることで、横軸からは、色超過 $E(B - V)$ がもとなり、縦軸からは、 $M_V - 2.5 \log f_s$ 値が求まるので、図 2 のような、universal decline law に合わせることで、 f_s が求まるので、結局、 M_V すなわち $(m - M)_V$ が求まる。これより、 $(m - M)_V = R_V E(B - V) + 5 \log(d/10 \text{ pc})$ を使えば、距離 d が求まるのである。ここでは、 $R_V = 3.1$ とした。さらに、多色測光が行われている場合は、 $(U - B)_0 - (M_B - 2.5 \log f_s)$ および、 $(V - I)_0 - (M_I - 2.5 \log f_s)$ 図も使って、 B および I の絶対等級、 $E(U - B)$ および $E(V - I)$ も求めることができ、色超過や距離決定の精度は格段にあがる。その例を図 4 に示す。このようにして、約 70 個の古典新星について、白色矮星質量や距離を精度良くもとめることができた。これらの結果は、 $(B - V)_0 - (M_V - 2.5 \log f_s)$ 図に関しては、Hachisu & Kato (2019, ApJS, **241**, 4) および Hachisu & Kato (2019, ApJS, **242**, 18) に詳しい。なお、 $(U - B)_0 - (M_B - 2.5 \log f_s)$ および、 $(V - I)_0 - (M_I - 2.5 \log f_s)$ 図については、投稿準備中である。

新星 V1280 Sco に見られる速度幅の狭いダブルピーク輝線の起源

内藤博之^{1*}, 田実晃人², 新井彰³, 前原裕之⁴, 高妻真次郎⁵, 飯島孝⁶, 岡崎敦男⁷, 定金晃三⁸

¹ なよろ市立天文台, ² 国立天文台ハワイ観測所, ³ 京都産業大学, ⁴ 国立天文台ハワイ観測所岡山分室,
⁵ 中京大学, ⁶ パドヴァ大学アジアゴ天文台, ⁷ 北海学園大学, ⁸ 大阪教育大学

*E-mail: naito@nayoro-obs.jp

概要

V1280 Sco は 2007 年に爆発した新星（極大等級 $V \sim 3.8$ ）で、その進化は極めて遅く、爆発から 12 年経った 2019 年においても 10-11 等台の明るさで推移している。2009 年に観測された高分散スペクトルには Fe II などの許容線に速度幅の狭い（数 10 km/s）ダブルピーク輝線が見られ、2018 年/2019 年には [O III] 禁制線に速度幅の狭いダブルピーク輝線が確認された。本稿では V1280 Sco に見られる速度幅の狭いダブルピーク輝線の起源（周連星系円盤起源の可能性）について議論する。

1 はじめに

新星は白色矮星と普通の恒星（伴星）がペアになっている近接連星系で起こる。伴星から白色矮星にガスが降り注ぎ、ある臨界量に達すると白色矮星表面上で水素が燃焼して爆発し、急激な増光として観測される。新星風理論が確立したことで、減光速度が速い新星は白色矮星の質量が大きく、遅い新星は白色矮星の質量が小さいことが分かるようになった (e.g. Hachisu & Kato 2006, Hachisu & Kato 2010)。理論と観測が統計的、定量的に比較できるようになってきており、新星爆発機構が徐々に解明されつつある。しかし、新星の特徴である豊富な多様性は、新星爆発のメカニズムや連星系の進化、銀河の化学進化を解明する上で重要な鍵を握っている一方、多くの未解明の問題を残している。我々は極めて進化の遅い新星 V1280 Sco の長期にわたる観測を通じて、新星の諸問題の解明に取り組んでいる。

2 V1280 Sco の概要

V1280 Sco は 2007 年 2 月 4 日 (UT) に中村祐二氏、櫻井幸夫氏によって 9 等台の明るさで（独立に）発見され、翌 5 日に西はりま天文台のなゆた望遠鏡によって古典新星であることが確認された。発見後 12 日間かけて徐々に増光し 2 月 16 日には 3.78 等級を記録、V382 Vul、V1494 Aql 以来 8 年ぶりに肉眼新星となった。極大から約 2 週間後に大規模なダスト形成が起こり、急激な減光を経験したため、V1280 Sco は速い新星（重い白色矮星）であるのか遅い新星（軽い白色矮星）であるのかが議論された (e.g. Das et al. 2008, Hounsell et al. 2010)。

我々は 2007 年から 2011 年までの測光観測から (a) V1280 Sco が極めて長い時間をかけて減光すること、(b) 光度曲線に 1,500 日以上に及ぶ停滞期間があること、を明らかにした。さらに分光観測からは (c) 酸素の 2 階電離輝線 [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ の出現時期で定義される星雲期への移行におよそ 50 ヶ月かかったこと、(d) 極大後 1,500 日以上にわたって星風が吹き続けていること、(e) 過去の新星観測では数日から数週間で消失する Na I D 線や Ca II HK 線の低励起ガス雲を起源とする吸収線が V1280 Sco においては数年以上存在すること、が明らかになった。これらの観測結果により、V1280 Sco は極めて進化の遅い新星（白色矮星の質量は小さい）であると結論づけた (Naito et al. 2012, Naito et al. 2013)。

その後の 2019 年までの継続観測から (b') 光度曲線に見られる停滞期間が 4,000 日に及ぶこと（1 等ほどの変動が見られるようになり 10-11 等台の明るさを推移している）、(d') 極大後 4,500 日以上にわたって星風による吸収線が認められることなど、遅い新星を示唆する現象が依然として続いていることが明らかとなっている。

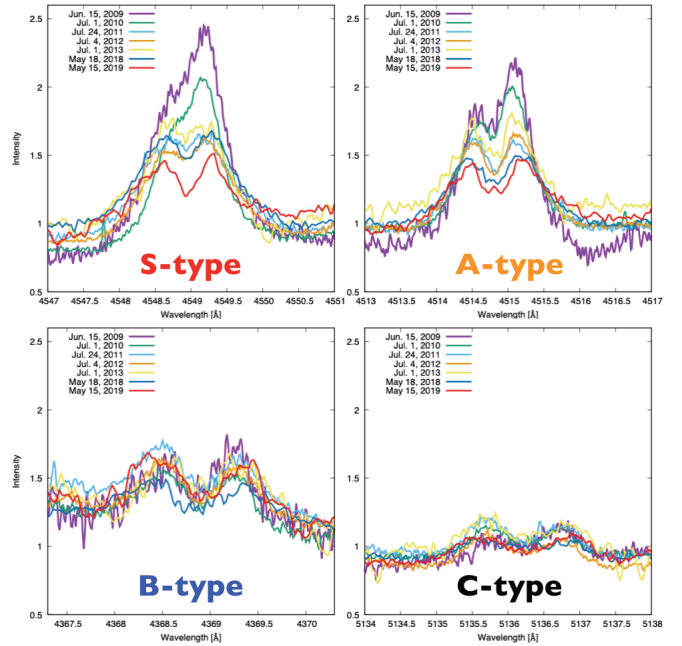
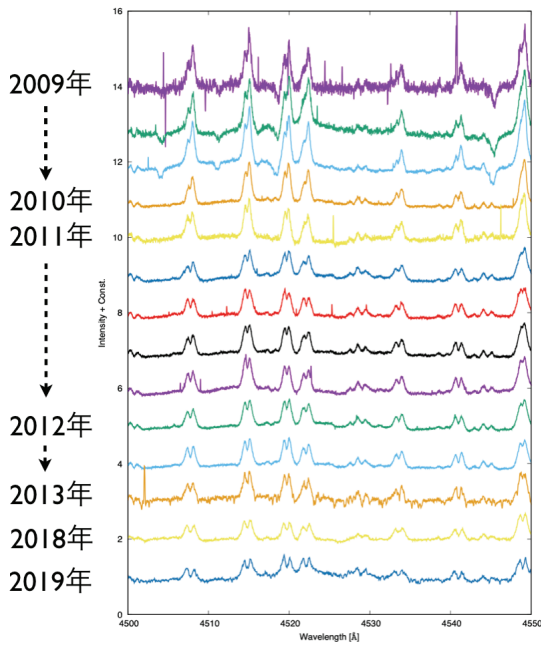


図 1: V1280 Sco のスペクトル（波長域: 4,500–4,550 Å）。速度幅が狭いダブルピーク輝線が多数見られる。図 2: 速度幅の狭いダブルピーク輝線（Fe II 輝線）の変化の違い（S, A, B, C タイプ）

3 観測と結果

3.1 高分散分光観測とスペクトル

V1280 Sco の高分散分光観測は 2009 年から 2019 年まで、すばる望遠鏡と HDS（High Dispersion Spectrograph）を用いて実施された（のべ 22 夜）。波長分解能は $R \sim 60,000$ ($\Delta v \sim 5$ km/s) で、典型的な観測モードでは 4,100–6,860 Å の波長域をカバーしている（全観測波長域は 3,030–8,070 Å）。図 1 に 2009 年から 2019 年までのスペクトル（波長域: 4,500–4,550 Å）を示している。この波長域には、Fe II $\lambda\lambda$ 4508, 4515, 4520, 4523, 4334, 4542, 4549 と Ti II $\lambda\lambda$ 4529, 4545 の低励起輝線が見られるが、輝線の形状はほとんどがダブルピークで、速度幅（ピーク幅）は狭く（ ~ 40 km/s）、大きな速度変化は見られなかった。また、2009 年に見られた P-Cyg ライクな吸収線（ -250 km/s）は、Fe II $\lambda\lambda$ 4508, 4515, 4520, 4549 のみに付随しており、2010 年には全て消滅した。一方、前述した以外の Fe II や Ti II 輝線には付随する P-Cyg ライクな吸収線は検出されなかった。

3.2 速度幅の狭いダブルピーク輝線の変化

観測された全波長域のスペクトルを調べると、Fe II や Ti II の他にも、Cr II, Mg I, Mg II, Si II などの許容線に速度幅の狭いダブルピークの形状が認められた。また、2018 年/2019 年（一時的に 2011 年も）には速度幅の狭いダブルピークの禁制線（[O III] λ 4363, [Ne III] λ 3869）が観測された。さらに、ラインによってダブルピークの形状の変化に違いがあることも判明した。Fe II についてダブルピーク輝線の変化を調べると（図 2）、観測初期（2009 年）にはシングルピークだったものが、その後（2019 年には）ダブルピークへと変化したタイプ（S タイプ: 例 Fe II λ 4549）、観測初期から形状はダブルピークだが、青側のピーク（B）が赤側（R）より弱く（ $R/B > 1$ ）、その後青側と赤側のピークの強度比がほぼ同じ（ $R/B \simeq 1$ ）になったタイプ（A タイプ: 例 Fe II λ 4515）、観測初期からダブルピークの青側と赤側のピーク強度比がほぼ同じ（ $R/B \simeq 1$ ）で、変化がほとんど見られないタイプ（B タイプ: 例 Fe II λ 4369、C タイプ: 例 Fe II λ 5137）の 4 つのタイプに分類できた。C タイプは B タイプに比べて輝線強度が弱く（S/N 比が悪く）、解析には不向きなラインである。

次節では、これらの速度幅の狭いダブルピーク輝線の起源について議論する。

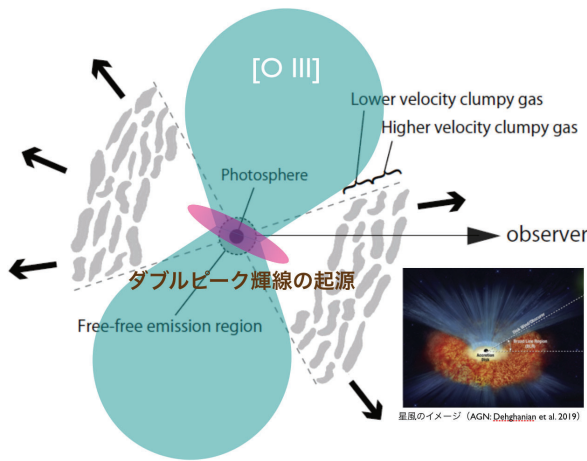


図 3: V1280 Sco の想像図 (Naito et al. 2013 の図 7 を改変, 星風のイメージは Dehghanian et al. 2019 の図 1 より)

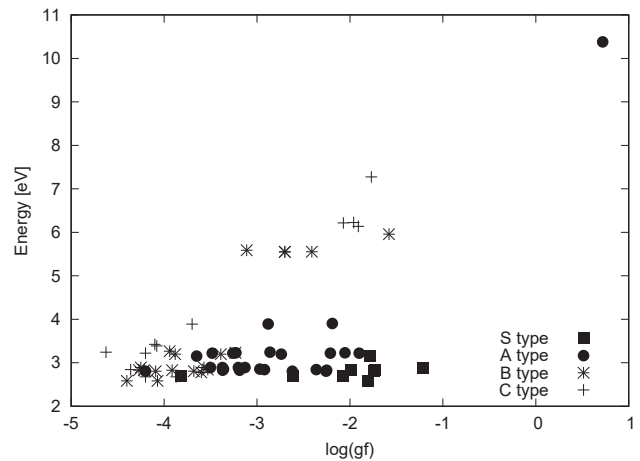


図 4: Fe II のダブルピーク輝線 (S, A, B, C タイプ) の $\log(gf)$ と (遷移の高い方の) ポテンシャルエネルギー

4 議論

4.1 ダブルピーク輝線の起源

新星スペクトルにおいて、速度幅の狭い (数 10km/s) ダブルピーク輝線が観測された (論文に発表された) 例はなく、おそらく V1280 Sco が初めてのケースである。その起源としては、(1) 白色矮星まわりの降着円盤、(2) 双極流・等速球状膨張流、(3) シングルピーク輝線と吸収線の重なり (あるいは輝線の中心波長の成分が吸収を受けた)、などが考えられるが、いずれも V1280 Sco のダブルピーク輝線の振る舞いを説明することは難しい。V1280 Sco の連星系は公転軌道面を横の方から見ていられる (内藤ほか 2016)、(1) 白色矮星まわりの降着円盤を見ているのであれば、数 100km/s の速度幅が予想され、実際の観測値 (数 10km/s) に比べ桁違いに大きくなる (さらに降着円盤はまだ光球の中にあって、観測されないとも考えられる)。(2) 双極流・等速球状膨張流起源では、V1280 Sco に見られるダブルピークの非対称性やピークの強度比 (V/B) の時間変化を説明することが簡単ではない (描像が複雑になる)。また、(3) 禁制線の遷移確率は非常に小さいため (吸収を受けにくい)、少なくとも $[O III] \lambda 4363$, $[Ne III] \lambda 3869$ に見られる速度幅の狭いダブルピーク輝線は、中心波長の成分が吸収されたことで形成されたとは考えられない。

4.2 周連星系円盤起源

ここで速度幅の狭いダブルピーク輝線の起源として V1280 Sco 連星系まわりの円盤 (周連星系円盤) の可能性について議論する。図 3 は V1280 Sco の想像図であるが、連星系の L2 ポイントからガスが流出し、周連星系円盤が形成されていると考える。なお、水素燃焼が続いている中心部からは星風 ($\sim 1,000$ km/s) が継続している。このモデルは V5856 Sgr や 3 Pup をヒントにしている。V5856 Sgr はガンマ線が検出された新星で、(爆発前に) L2 ポイントから流出したガスと新星エジェクタの衝突が議論されている (Li et al. 2017)。Spergiant B[e] (sgB[e]) 星には速度幅の狭いダブルピーク輝線が観測されているものが知られているが、中でも Pup 3 (A2I 型) は連星系をなしている sgB[e] 星で、周連星系円盤が形成されていると考えられている (Plets et al. 1995)。

図 4 に Fe II のダブルピーク輝線 (S, A, B, C タイプ) の $\log(gf)$ と (遷移の高い方の) ポテンシャルエネルギーを示した。この図から S/A タイプは $\log(gf)$ が比較的大きく、B/C タイプは比較的小さいことが分かる。Fe II のダブルピーク輝線の形状の変化の違いは、輝線と吸収の起源が異なる、つまり輝線は円盤起源、吸収は星風によるものと考えerことで説明可能である。一方で、単純な周連星系円盤起源では説明できない現象も見られる。例えば、許容線と禁制線が共存している速度領域があったり、Fe II (46) や Mg II の速度幅に時間

変化（単調的な増加）が見られたりしている（図 5, 図 6）。今後、V1280 Sco に見られる速度幅の狭いダブルピーク輝線の起源が周連星系円盤で説明できるのか、さらに吟味していく必要がある。

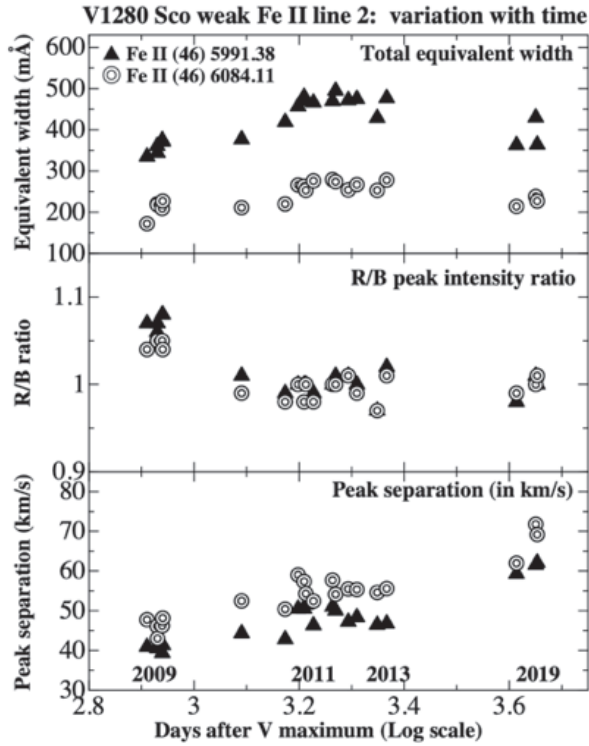


図 5: Fe II $\lambda\lambda 5991, 6084$ の等価幅、ピーク強度比、速度幅の時間変化

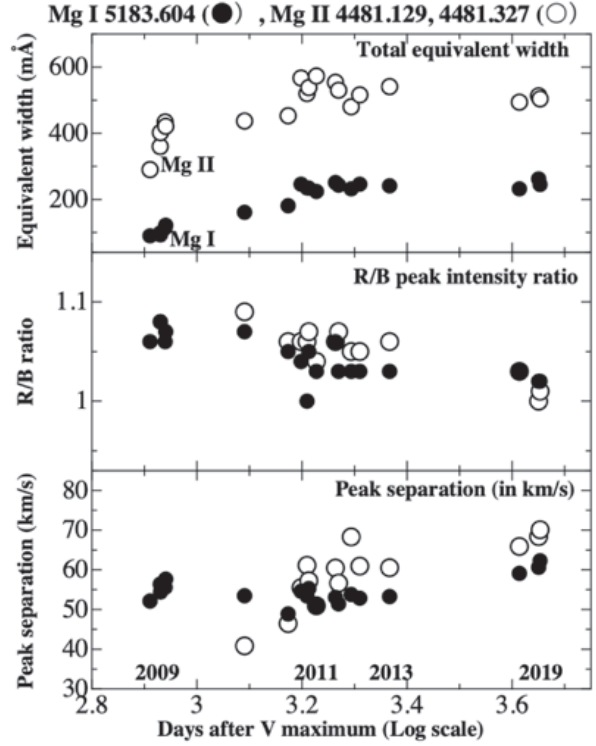


図 6: Mg I $\lambda 5184$ と Mg II $\lambda 4481$ の等価幅、ピーク強度比、速度幅の時間変化

5 まとめと展望

極めて進化の遅い新星 V1280 Sco の高分散分光観測を 2009 年から 2019 年まで（のべ 22 夜）実施した。2009 年（最初の高分散分光観測）から許容線（Fe II などの低励起輝線）に速度幅の狭いダブルピークが見られ、2019 年においても見え続けている。一方、禁制線（[O III]、[Ne III]）は 2018 年/2019 年（一時的に 2011 年も）に出現した。ダブルピーク輝線が円盤起源である（V1280 Sco に周連星系円盤が形成されている）ことを仮定すると、Fe II のダブルピーク輝線の形状の変化が説明できることを議論した。しかし、単純な円盤起源説（のみ）では説明が難しい現象も見られるので、問題解決に向けてさらに追究していく。

参考文献

- Das, R. K., Banerjee, D. P. K., Ashok, N. M. & Chesneau, O. 2008, *MNRAS*, **391**, 1874
 Dehghanian, M., Ferland, G. J., Peterson, B. M., et al. 2019, *ApJ*, **882**, L30
 Hachisu, I. & Kato, M. 2006, *ApJS*, **167**, 59
 Hachisu, I. & Kato, M. 2010, *ApJ*, **709**, 680
 Hounsell, R., Bode, M. F., Hick, P. P., et al. 2010, *ApJ*, **724**, 480
 Li, K-L., Metzger, B. D., Chomiuk, L., et al. 2017, *Nature Astronomy*, **1**, 697
 Naito, H., Mizoguchi, S., Arai, A., et al. 2012, *A&A*, **543**, 86
 Naito, H., Tajitsu, A., Arai, A. & Sadakane, K. 2013, *PASJ*, **65**, 37
 Plets, H., Waelkens, C. & Trams, N. R. 1995, *A&A*, **293**, 363
 内藤ほか 2016, 連星系・変光星・低温度星研究会 2016 集録

星間赤化の大きな新星

清田誠一郎

VSOLJ

1. 概要

2019 年に相次いで発見されていた星間吸収による赤化を大きく受けた新星の観測結果を報告する。

2. はじめに

新星とは、白色わい星と主系列またはもう少し進化の段階の進んだ星の近接連星系で、伴星の主系列星から質量移動で白色わい星上に積もった水素が、臨界に達すると爆発的な核融合を起こし、急激に膨張する光球によって明るさが大きく増加する現象である。その後、膨張によって外層の密度が減少することで見かけの光球面は小さくなり減光する。この現象は、その近接連星系の進化のある段階で、間欠的に繰り返される。近年、その際に合成される元素が、宇宙の元素組成の進化に影響を与えていることが提案されている。新星の宇宙の化学組成への寄与を考える上では、新星の現象の頻度と数が重要であるが、新星の数は、観測の際の見逃し率の推定が難しく、研究者によってばらつきの大きな推定数となっている(表 1)。実際の検出数は、最大で年間 15 個程度(図 4)であり、推定値より小さい値となっている、その中の一つの要素として星間吸収による見かけの明るさの現象が考えられている。

タイトルの星間赤化の大きな新星とは、近年 highly reddened novae と英語で呼ばれることが増えている空間赤化により可視光での見かけの明るさが暗くなっている新星のことである。新星としては、物理的に特殊なものではないが、見かけの明るさが暗いことで、発見されずに見逃されていたことが多かったと思われる。最近になって、赤外まで感度のあるサーベイによって発見の機会が増えている。

2019 年、立て続けにそのような新星の発見が続いた。ここでは、それらの新星の測光観測結果を報告する。

表 1 銀河系新星の年間出現数の推定値(主なもの)

260 個/年 (Sharov,1972)

73 $\pm$ 24 個/年 (Liller and Meyer,1987)

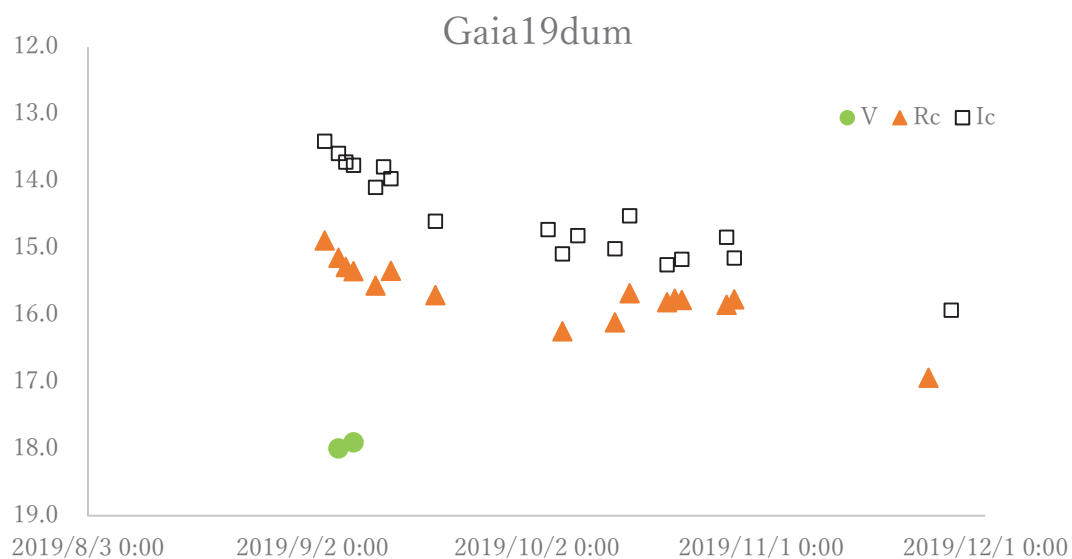
35 $\pm$ 11 個/年 (Shafter 1997)

50 $\pm$ 31/-23/年 (Shafer 2016)

3. V569 Vul=Gaia19dum

発見 18 Aug 2019 発見者 Gaia alert

年周視差の測定を目的とした Gaia 衛星の検出器は、赤外にも感度をもっている (https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/iow_20180316)。掃天的な測定の際に突発天体の検出があると、速報を行っている。光度曲線のとおり、たいへん大きな色指数を示した。これは、星間吸収によるものと考えられる。



5. V2891 Cyg=PGIR19brv

発見 14 Sep 2019 発見者 Palomer Gattini-IR wide-field NIR survey(PGIR)

PGIR(<http://www.astro.caltech.edu/~sma/gattini/>)は、広い視野を持った望遠鏡に近赤外のカメラを付けて掃天をおこなっている。増光がゆっくりとした新星で、研究会時点でまだ、極大前後であった。

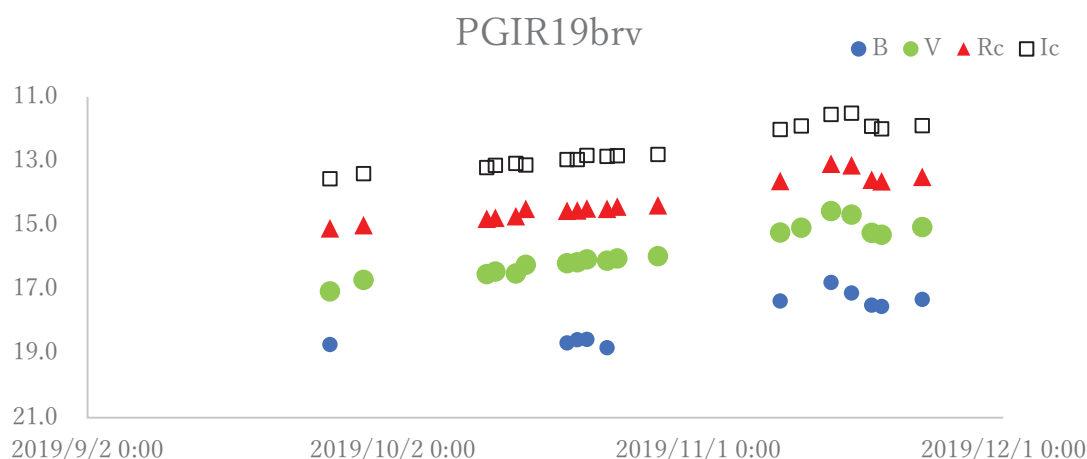


図3 V2891 Cyg の光度曲線

観測は、自宅観測所(TAO, 25cmSCT+Apogee Alta F47 CCD)および iTelescope.NET を使ったリモート撮影で行った。

6. おわりに

近年の新星の発見数は、継続的なサーベイ観測によって増える傾向にある(図4)。それに加え、今後もしばらくは、赤外に感度を持つサーベイ観測のおかげで、新星の発見数が増える可能性がある。新星の細かな素性を明らかにするため、発見後の追跡観測を継続して行いたい。

新星は、銀画面に沿って出現が多いため、必然的に星間吸収の影響を大きく受ける。新星の発見には、アマチュア搜索者の寄与も大きいですが、アマチュアも、赤外での搜索も念頭に置く必要があるかもしれない。本格的な赤外観測は、主に機材が高額であることからアマチュアには難しいが、CCDカメラでも、1000nm くらいまでは感度があるので、赤外波長を意識した搜索も考えらそうである。

Discoveries of nova per year

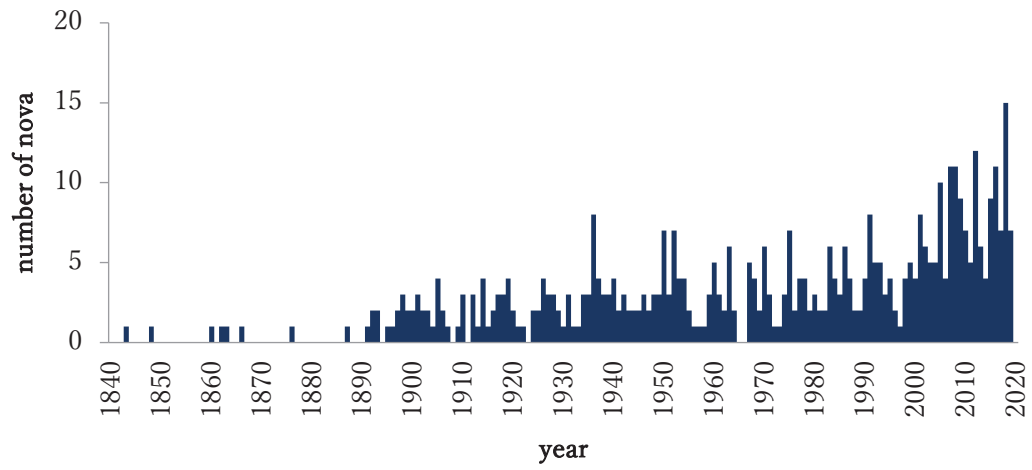


図4 年ごとの新星の発見数（1840年以降）

可視・紫外線多色観測から探る

WZ Sge 型矮新星の再増光の起源

磯貝 桂介¹, 小路口 直冬², 若松 恭行², 大西 隆平², 野上 大作², 河合 誠之³, 谷津 陽一³, 伊藤 亮介³, 村田 勝寛³, 大島 誠人⁴, 佐野 康男⁵, 伊藤 弘⁶, 清田 誠一郎⁶, 笠井 潔⁶, Geoff Stone⁷, TonnyVanmunster⁷, PavolA. Dubovsky⁷, Elena Pavlenko⁷, 他 VSNET collaborations

¹京都大学 岡山天文台, ²京都大学, ³東京工業大学, ⁴兵庫県立大学, ⁵北海道大学, ⁶VSOLJ, ⁷VSNET

概要

我々は、2018 年、ヘリウム激変星 SDSS J1411+4812 の可視連続測光キャンペーンを行った。観測によって、本天体がダブル・スーパーアウトバーストおよび再増光を起こす希少天体であることが明らかになった。我々が取得したデータと、Swift 衛星、Zwicky Transient Facility (ZTF) の公開データを組み合わせることで、アウトバースト全体を通した短時間変動および色変化を追うことに成功した。ダブル・スーパーアウトバーストの Dip や再増光前後の、天体が暗い状態での色変化を解析した結果、再増光前後の円盤は静穏時よりも温度が高く、かつ大きく広がっていることを示唆する結果が得られた。

1: はじめに

矮新星は白色矮星を主星に持つ近接連星系で、伴星（主に晩期型星）からガスが流れ込み降着円盤を形成している。降着円盤は熱不安定性によって、間欠的にアウトバーストと呼ばれる増光を示す。多くの矮新星は磁場が弱く、相対論的効果が無視できるなど、X 線連星（主星をブラックホールや中性子星へ置き換えた天体）に比べて単純な構造をもつ。更に天体数が多く増光頻度も高いことから、降着円盤の基礎研究に最適な天体として研究されている。

WZ Sge 型矮新星は矮新星のサブクラスで、激変星進化の最終段階（軌道周期が短く、連星質量比 = 伴星 / 主星質量が小さい）にある天体である。WZ Sge 型矮新星は WZ Sge 型スーパーアウトバーストと呼ばれる大規模な増光現象を数年～数十年に一度の頻度で示す。WZ Sge 型スーパーアウトバーストは、アウトバースト中に見られる早期スーパーハンプおよびスーパーハンプと呼ばれる微小変動の存在によって定義される[1]。WZ Sge 型矮新星は連星質量比が小さいため（主星まわりのロシュローブが広いため）、円盤が大きく広がることが出来る。アウトバーストが起きると円盤が広がり、円盤中のガスの起動周期が伴星の公転周期と 2:1 の共鳴を起こすと、早期スーパーハンプと呼ばれる微小変動が発生する[2]。早期スーパーハンプは周期が連星軌道周期とほぼ一致しており、振幅 0.5 等未満の変動を 2 週間ほど継続する。その後、次第に円盤は縮んで行き 2:1 共鳴が終了すると、続いて 3:1 共鳴が発生し、スーパーハンプと呼ばれる、軌道周期より数%長い周期で 0.1—0.5 等の微小変動を起こす[3]。

一部の WZ Sge 型矮新星や X 線連星では、アウトバースト終了後に再増光を起こすこと

が知られている。その起源は未解明で、主な説として次の2つが挙げられている: (1) アウトバースト中に照射によって伴星が加熱され、伴星からの質量輸送率が一時的に上昇することで再増光を起こす説 (Enhanced Mass Transfer 説[4])、(2) アウトバースト終了後の円盤は粘性が一時的に上昇しており、アウトバーストを起こしやすい状態にある説 (粘性増加説[5])。ただし、Enhanced Mass Transfer 説の証拠となるような質量輸送率の変化は、これまで観測されたことがない。一方で、粘性増加説だけでは複数の再増光を起こす系を説明することができず、どこからか質量の供給が必要である。そこで考えられているのが Mass Reservoir モデル[6]で、アウトバースト終了後、円盤外縁部に質量が蓄積されていて、それが次第に内側へ注ぐという説である。

本研究で観測した SDSS J1411+4812 は 2018 年に初めての増光を起こしたヘリウム激変星である。我々のフォローアップ観測により、複数の再増光を起こす WZ Sge 型矮新星であることが明らかになった。主に Swift 衛星の X 線のデータをつかった、今回のアウトバーストの解析結果は既に報告されている[7]。我々は可視多色測光のデータを加え、再増光の機構解明を目指して本研究を行った。

2: 観測装置・使用データ

本研究に使用した連続測光データは、京都大学屋上 40cm 望遠鏡、光・赤外線天文学大学間連携 OISTER、京都大学が主導する国際変光星ネットワーク VSNET、日本の変光星観測ネットワーク VSOLJ およびアメリカ変光星観測協会 AAVSO のものを使用した。また、Zwicky Transient Facility(ZTF)[8]と Swift 衛星[9]の公開モニター観測データを使用し、長期的な色変化を調べた。Swift のデータは先行研究[7]が解析した値を使用した。

周期解析は PDM(Phase Dispersion Minimization)法を使用し、誤差評価は Fernie (1989)[10]の手法を使用した。

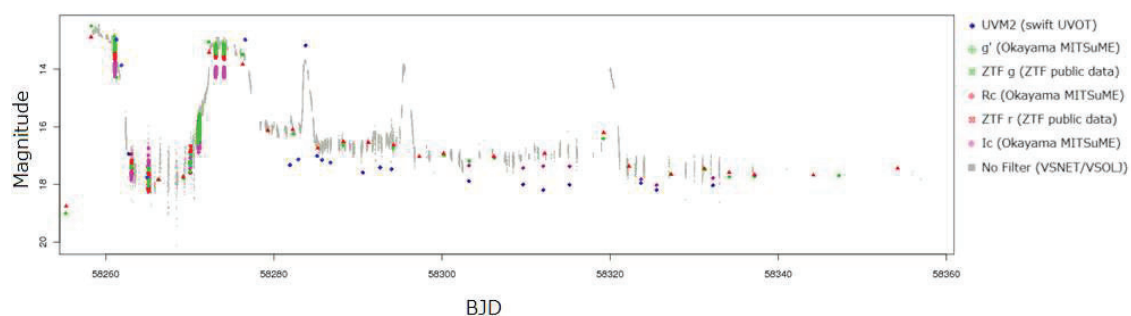


図 1. SDSS J2104 の光度曲線全体。灰色が VSNET/VSOLJ による Filter なし、青が Swift UVOT の UVM2、緑丸が岡山 MITSuME 望遠鏡 g'、緑四角が ZTF g'、赤丸が岡山 MITSuME 望遠鏡 Rc、赤四角が ZTF r'、ピンクが岡山 MITSuME Ic を表す。

3: 結果

アウトバースト全体の変動は図 1 の光度曲線に示したようになった。図 2 が増光初期を拡大したものである。質量比が極端に小さい一部の WZ Sge 型スーパーアウトバーストでは、増光中に一時的な減光が見られることがある。それが図 2 に示した「Dip」である。質量比の小さい天体では 3:1 共鳴の成長速度が遅いため[11]、2:1 共鳴を起こしている状態 (図中

1st SO) と 3:1 共鳴を起こしている状態 (図中 2nd SO) の間で一時的にアウトバーストが止まると考えられている[12]。この現象はダブルスーパーアウトバーストと呼ばれるが、ダブルスーパーアウトバーストの Dip と再増光前後の暗い状態が、紫外～可視多色で撮られた例は今回が初めてである。

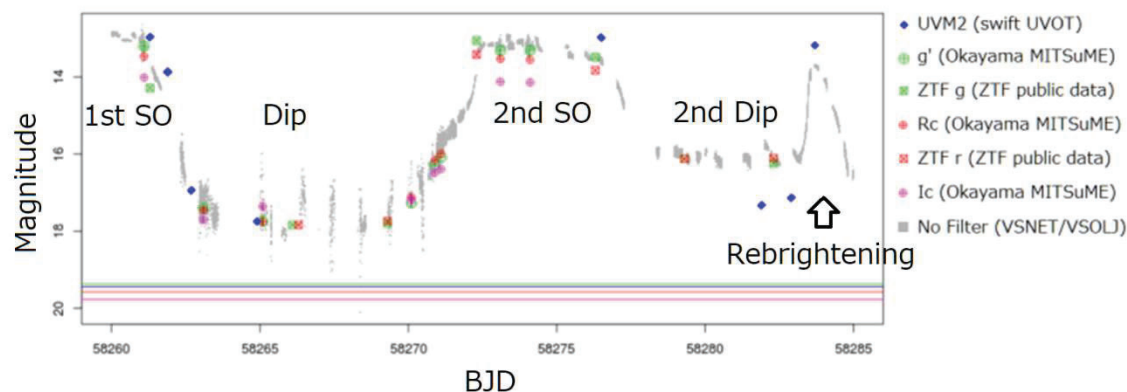


図 2. 増光初期を拡大したもの。2つのスーパーアウトバースト (1st SO, 2nd SO)、一時的な減光 (Dip、2nd Dip)、再増光 (Rebrightening) が見られる。図下部の青、緑、赤、ピンク線はそれぞれ UVM2、g'、r'、Ic での静穏等級。

4 : 議論

紫外～可視の領域の色変化を追うため、スペクトル指数を使用する。Flux density F [erg/cm²/s/keV]、光のエネルギー E [keV] に対して、 $F \propto E^{-\alpha}$ で定義される α がスペクトル指数である。本来は放射機構を推定するために使用される数値だが、今回は色指数の代わりとして使用した。理由としては、今回のデータはフィルターや観測装置が一定ではなく、全区間で色指数を計算することができないためである。各期間でのスペクトル指数は図 3 の通りとなった。スペクトル指数が大きいほど、色が赤いことを意味している。

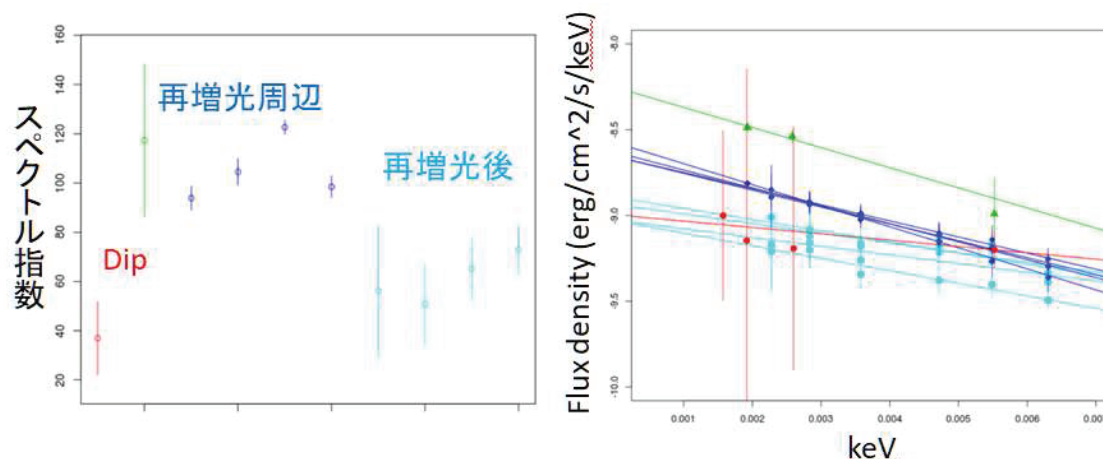


図 3. スペクトル指数 (左図) と $\log F$ vs E のフィッティング結果 (傾きがスペクトル指数に対応)。赤が Dip、緑が 1st SO 後、青が 2 回目と 3 回目の再増光の間、水色が最後の再増光より後の期間を示している。

スペクトル指数から、再増光を起こす前には色が赤くなっていることが分かった。色に影響を与える要素としては、照射を受けた伴星、降着流と円盤が衝突する hot spot、質量降着によって加熱された主星、降着円盤の4つが挙げられる。主星や hot spot は高温のため、これらの要素で赤くなることはない。また、最初のアウトバースト直後の Dip では色が変わっていないことから、照射を受けた伴星の可能性も考えにくい。そのため、今回観測された色変化は主に円盤由来であると推定できる。

そこで思い出すのが Mass Reservoir モデルである。再増光前に大きく広がった円盤があるとするれば、円盤外縁部は低温であるため色は赤くなる。最後の再増光の前後で色が大きく変わっている点も、再増光によって Mass Reservoir を使い切ったと考えることで説明できる。ただし、2:1 共鳴終了直後の Dip では、再増光周辺よりも円盤が大きく広がっているはずである（アウトバーストを通して円盤は次第に縮んでいく）。それにも関わらず、まったく色は赤くなっていない。よって、単純に円盤が広がっているだけでは今回の色変化は説明できない。もし、再増光周辺でのみ円盤の温度が上がっているとすれば、今回の結果を説明できる。

粘性増加説では、アウトバーストによって円盤全体に乱流が生まれ、ダイナモ機構によって円盤全体の粘性が増加すると説明されている[5]。粘性が増加した場合、円盤全体の温度が上がるために色が赤くなる。2 回目のスーパーアウトバーストでは、3:1 共鳴によって円盤は楕円変形して大きな乱流が生まれると考えられている。よって、再増光周辺の円盤は、ただ広がっているだけではなく粘性が上昇して温度が高くなっていると考えられる。

4: まとめ

ダブルスーパーアウトバーストの Dip や再増光前後の多色観測から、色変化を追う解析を行った。その結果、再増光周辺では、大きく広がった Mass Reservoir の存在を示唆する結果となった。最後の再増光直後に色が変化しているのは、Mass Reservoir の消失が原因と考えられる。更に、Dip 中と比べた結果、再増光周辺の円盤は通常より高温であると考えられ、3:1 共鳴の結果として乱流が生まれ、粘性が増加していることを示唆する結果となった。

参考文献

- [1] Kato, T. 2015, PASJ, 67, 108
- [2] Osaki, Y., & Meyer, F. 2002, A&A, 383, 574
- [3] Whitehurst, R. 1988, MNRAS, 232, 35
- [4] Hameury, J.-M., Lasota, J.-P., & Warner, B. 2000, A&A, 353, 244
- [5] Osaki, Y., Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. 2001, A&A, 370, 488
- [6] Kato, T., Nogami, D., Baba, H., & Matsumoto, K. 1998, in ASP Conf. Ser. 137, p. 9
- [7] Rivera Sandoval, L. E. & Maccarone, T. J. 2019, MNRAS, 483, 1
- [8] Masci, F. J., Laher, R. R., Rusholme, B., et al. 2018, PASP, 131, 995.
- [9] Gehrels, N., Chincarini, G., Giommi, P., et al. 2004, ApJ, 611, 1005
- [10] Fernie, J. D. 1989, PASP, 101, 225
- [11] Lubow, S. H. 1991a, ApJ, 381, 259
- [12] Kimura, M., et al. 2016, PASJ, 68, 55

TCP J21040470+4631129 : 特異な Rebrightening を示す WZ Sge 型矮新星

反保雄介^{1*}, 小路口直冬¹, 磯貝桂介^{1,2}, 加藤太一¹, 木邑真理子¹, 野上大作¹, 若松恭行¹,

VSNET Collaboration, VSOLJ Collaboration

¹ 京都大学大学院理学研究科宇宙物理学教室

² 京都大学岡山天文台

* tampo@kustastro.kyoto-u.ac.jp

Abstract

矮新星は、白色矮星と低質量星による近接連星系であり、降着円盤の熱-潮汐不安定性によってスーパーアウトバーストを起こすことが知られている。TCP J21040470+4631129 は 2019 年 7 月にスーパーアウトバーストを起こした WZ Sge 型矮新星であり、この天体では、スーパーアウトバースト終了後の再増光期に再度スーパーアウトバーストを起こすという、史上初めての現象が観測された。この現象は、降着円盤外縁部に残存した質量が再び円盤に降着することで、円盤の質量が増加してスーパーアウトバーストを起こすというモデルで説明されうる。

1 Introduction

激変星は、主星である白色矮星と、伴星である低質量星からなる近接連星系である。矮新星は、激変星のサブクラスであり、ロッシュローブを満たした伴星から主星側へと質量が流入しており、これが主星周りに降着円盤を形成している。降着円盤が熱不安定性を満たすと、急激に白色矮星への降着率が上昇し、重力エネルギーが大量に解放され明るく輝く。この増光現象はノーマルアウトバーストと呼ばれ、2~5 等級の増光が数日に渡って続く。アウトバースト時に、伴星の公転周期と円盤のケプラー回転周期の比が 3:1 となる共鳴半径まで円盤が広がることで、潮汐不安定によって円盤構造が非軸対称に変化し、スーパーアウトバーストと呼ばれる、さらに増光幅の大きく継続時間の長い増光現象が発生する。スーパーアウトバースト時には、スーパーハンプと呼ばれる公転周期よりもわずかに長い周期での変動が観測されることが知られている (Osaki 1989)。

また周期比が 2:1 となる共鳴半径まで広がった際には、スーパーアウトバーストの初期に、アーリースーパーハンプと呼ばれる公転周期とほぼ同じ周期を持つ二山の変動が観測される。このような変動が観測された矮新星は、WZ Sge 型矮新星と呼ばれる。更に、アーリースーパーハンプの周期とスーパーハンプの周期と合わせ、質量比という、主星と伴星の質量の比を求めることができる (Kato and Osaki 2013)。矮新星では、質量比が連星系の進化と強く関係していることから、逆に質量比を推定することで、個々の天体の特徴について議論することができる。WZ Sge 型矮新星のもう一つの大きな特徴的な現象に、再増光がある。これは、スーパーアウトバーストの直後に再び増光を示す現象であるが、そのメカニズムは未だ確定されていない。ただし、観測的に、再増光の回数や継続時間が質量比に関連することが示唆されている (Kato 2015)。

本集録では、2019 年 7 月に増光現象が発見された TCP J21040470+4631129(以下 TCP J2104) の観測および解析について述べる。TCP J2104 の座標は、RA: $21^h 04^m 04^s.6877 +46^\circ 31' 13''.7472$ (J2000) (*Gaia* Data Release 2; *Gaia* Collaboration et al. 2018) となっている。また、静穏期に対応する天体の等級は $G=17.7709 \pm 0.0048$, 天体までの距離は $109.17^{+1.41}_{-1.37}$ pc である (*Gaia* Data Release 2; *Gaia* Collaboration et al. 2018)。なお、本集録中の時刻は全て Barycentric Julian Date (BJD) で与えられている。

2 Observation and Analysis

2.1 overall lightcurve

図 1 に VSNET Collaboration および, VSOLJ Collaboration によって集められて測光データによる TCP J2104 の $O-C$ 図 (上) および, 光度曲線 (下) を示す。メインのスーパーアウトバーストは約 24 日間継続し, その初期には, アーリースーパーハンプが観測されたこと (詳細は Section 2.2) から, TCP J2014 は WZ Sge 型の矮新星であることがわかった。メインのスーパーアウトバーストの後には, 4 回の際増光が観測され, 特に 3 回目の再増光は, 他の再増光と比較して, ピーク等級がより明るく, 継続時間もより長くなっている。

2.2 superhumps

図 2 に, アーリースーパーハンプ (左) とスーパーハンプ (右) の Phase Dispersion Minimization 法での解析結果 (上) および, 求められた周期で折りたたまれた光度曲線 (下) を示す。アーリースーパーハンプとスーパーハンプの周期はそれぞれ, 0.053472(5) 日と 0.054500(8) 日と求められた。アーリースーパーハンプでは, 特徴的な二山の変動が確認される。

2.3 rebrightenings

TCP J2104 は合計 4 回の再増光を見せ, この天体は複数回の再増光を見せる WZ Sge 型矮新星のタイプに分類される (Kato 2015)。現在まで観測されてきた, このタイプの矮新星の再増光は全てノーマルアウトバーストであった。一方で, TCP J2104 の場合, 3 回目の再増光中に, スーパーハンプが再度成長する様子が観測され, この 3 回目の再増光はスーパーアウトバーストであったことが確認された。これは, 複数回の再増光を見せる WZ Sge 型矮新星では初めて観測された現象である。

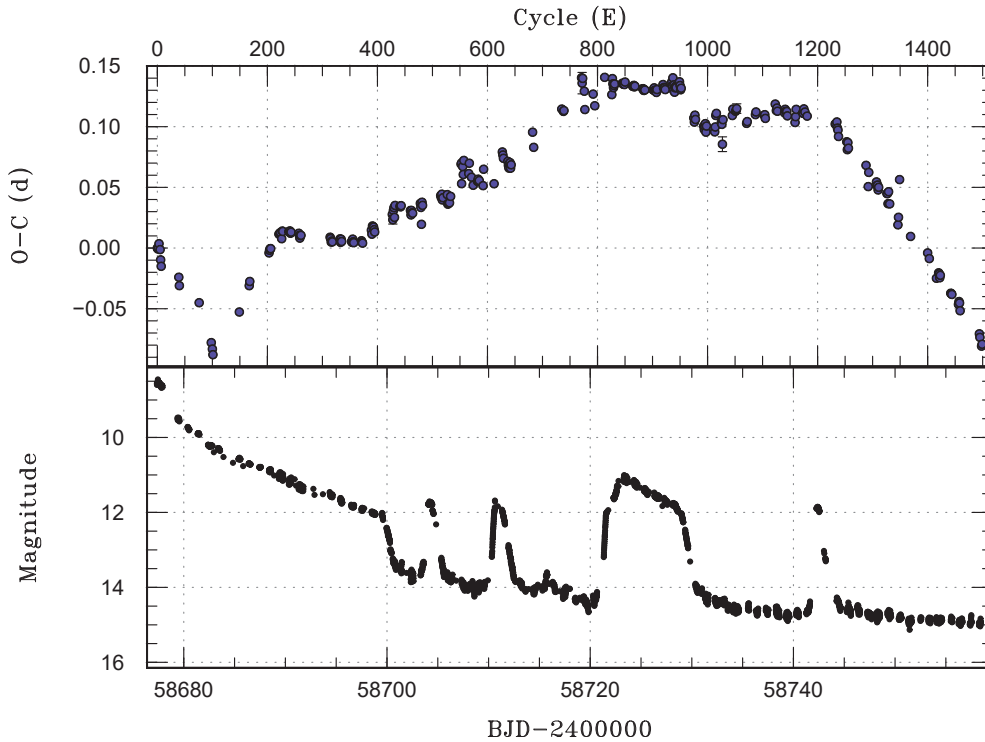


図 1 TCPJ 2104 の $O-C$ 図 (上) および光度曲線 (下)。

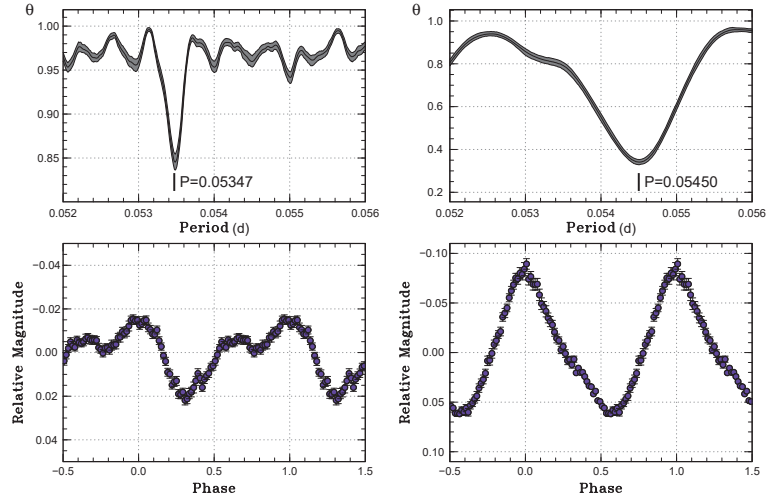


図2 Phase Dispersion Minimization 法での解析結果 (上) および、求められた周期で折りたたまれた光度曲線 (下)。左側がアーリースーパーハンプ、右側がスーパーハンプに対応する。

3 Discussion

3.1 mass ratio and evolutionary status

Kato and Osaki (2013) によって、スーパーアウトバーストでは、伴星の公転と降着円盤のケプラー回転の周期の 3:1 共鳴半径まで到達することから、アーリースーパーハンプとスーパーハンプの周期を用いて、矮新星の質量比を推定する方法が提唱された。この手法を用いて、TCP J2104 の質量比を推定すると、0.0490(6) となる。図 3 には、TCP J2104 および、WZ Sge 型矮新星 (Kato et al. 2017) の軌道周期と質量比の関係を図示した。また、実線および点線は理論的に計算された矮新星の進化経路である (Knigge et al. 2011)。TCP J2104 は、理論的なモデルからは大きく離れた位置にあることがわかる。このようにモデルから離れた天体の例として、EI Psc 型矮新星 (Uemura et al. 2002) や伴星が Pop II である矮新星 (Namekata et al. 2017) があるが、これらの既知の天体と同タイプであるかを確認するには静穏時の追観測が必要となる。

3.2 growing superhump during the rebrightening series

ここでは、3 回目の再増光がスーパーアウトバーストとなった現象について考察する。再増光のメカニズムは決定していないが、円盤周辺部に残っていた質量が降着することで、再び円盤がホットな状態となることで再増光発生する (Osaki et al. 2001) ことが、有力な説の一つである。

まず、TCP J2104 は矮新星のスーパーアウトバーストとしてはとても明るいものであったのに対し、質量比が小さい為角運動量の引き抜きが弱く、スーパーアウトバーストの継続時間が短い。これらのことから、メインのスーパーアウトバーストが終了した時点で白色矮星に降着することのできなかった質量が、降着円盤およびその周辺部に他の WZ Sge 型矮新星と比較してより大量に残っていることが考えられる。また、メインのスーパーアウトバースト終了直後は静穏期と比較すると、4 等級ほど明るく、cooling wave が円盤を伝わった後でも、静穏期よりも円盤が暖かいことが推定される。光度曲線 (図 1) を見ると、再増光の時間間隔がより広がっていくことから、2 回目と 3 回目の再増光の間により多くの質量が円盤へと降着したことが考えられる。この大量の質量の降着によって、再増光した降着円盤が 3:1 共鳴半径へと到達し、スーパーハンプが成長したことで、スーパーアウトバーストが再増光の期間中にトリガーされたと考えられる。

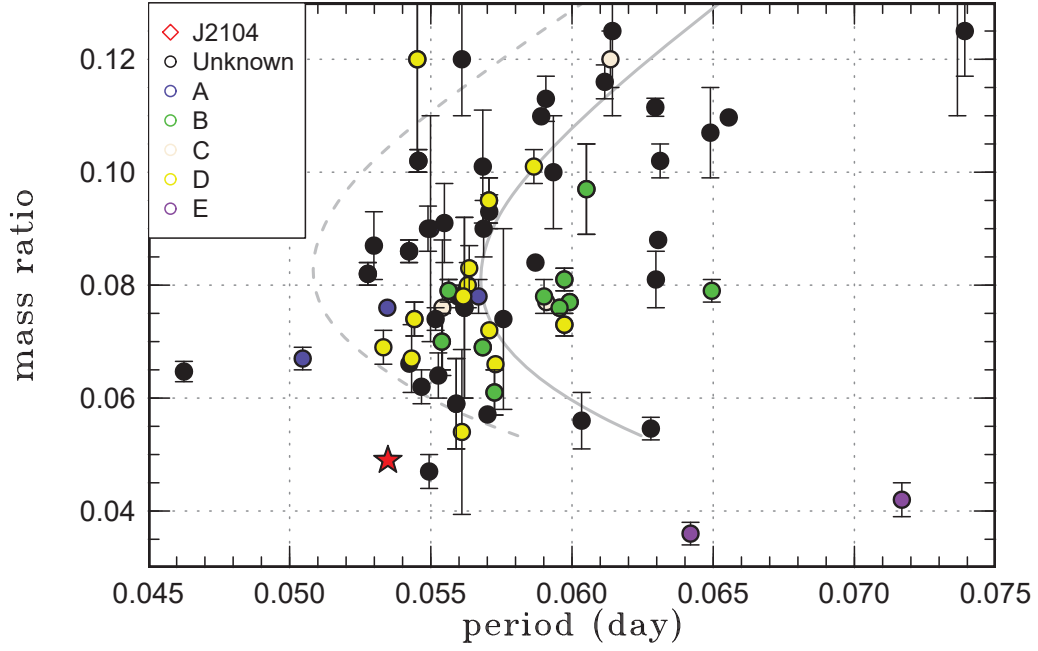


図3 WZ Sge 型矮新星の軌道周期と質量比の関係。赤い星印が TCP J2104, 丸点の色が再増光のタイプに対応しており、緑の丸点が TCP J2104 と同じ複数回の再増光を見せた系である (Kato et al. 2017)。実線および点線は理論的に計算された矮新星の進化経路である (Knigge et al. 2011)。

4 Summary

2019 年 7 月にスーパーアウトバースの観測された TCP J21040470+4631129 の測光データの解析を行った。スーパーアウトバース初期にはアーリースーパーハンプが観測され、また、メインのスーパーアウトバース後には 4 回の再増光が観測されたことから、この天体は WZ Sge 型矮新星である。軌道周期が 0.0535 日に対して質量比は 0.0490 と矮新星の標準的な進化経路から外れた値をとることがこの天体の大きな特徴である。また、複数の再増光を見せる矮新星では観測史上初めて、スーパーアウトバース型の再増光が観測された。これは、円盤周辺部に取り残された質量が再度降着することでアウトバースを起こし、円盤が 3:1 共鳴半径に到達するというシナリオで説明される。

Reference

- Gaia Collaboration, et al. 2018, A&A, 616
 Kato, T., & Osaki, Y. 2013, PASJ, 65, 115
 Kato, T. 2015, PASJ, 67, 108
 Kato, T., et al. 2017, PASJ, 69, 75
 Knigge, C., Baraffe, I., & Patterson, J. 2011, ApJS, 194, 28
 Namekata, K., et al. 2017, PASJ, 69, 2
 Osaki, Y. 1989, PASJ, 41, 1005
 Osaki, Y., Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. 2001, A&A, 370, 488
 Uemura, M., et al. 2002, PASJ, 54, 599

Be 星 ASAS J193447+4226.1 (StH α 166) の lasso 法による周期解析

新島 啓友 (京都大学)
小路口 直冬 (京都大学)

平成 32 年 1 月 10 日

概要

B 型主系列星の中には輝線が観測される Be 星と呼ばれる天体が見つっている。輝線の成因として星の周囲の円盤の存在が考えられており、星の高速自転と非動径脈動によって形成されるとする説が有力視されている。この非動径脈動は複数の周期変動からなる光度変化をもたらす。そこで、今回は k2 mission による ASAS J193447+4226.1 (StH α 166) という天体のデータを lasso 法で周期解析し、その結果を報告する。

1 Introduction

Be 星とは、一度でもバルマー輝線が観測されたことのある B 型主系列星を指し、特に光度階級 III ~ V の星を古典的 Be 星と呼ぶ (Slettebak 1988)。ここでは古典的 Be 星を Be 星と呼ぶことにする。

輝線が観測される原因として、星周囲の円盤の存在が考えられる。これは単独の星でも観測されるため、この円盤は降着円盤などとは異なる形成過程をたどっていると思われる。そこで有力視されているのが B 型主系列星自身からガスが放出され円盤が作られるという説である。これは、星が高速で自転することでガスが重力を振り切り噴出していくのではないかと考えるが元になっているが、観測結果からは、Be 星は確かに高速で自転しているがガスが重力を振り切れるほどでは無いということが分かっている (Slettebak 1988)。

もうひとつの要因の候補が星の非動径脈動である。星が球形を維持したまま膨らんだり縮んだりする現象を動径脈動というのに対し、ある所は膨らみ別のある所は縮んでいるというような現象を非動径脈動という。高速自転に加え、この非動径脈動が生じることでガスの噴出が可能になると考えられている (Rivinius et al. 2013)。

今回は、Be 星の脈動の周期を求めるために lasso 法と呼ばれるエイリアスに強い解析手法を用い、その結果と有用性について報告する。

2 対象天体 StH α 166

今回の研究対象となる天体は、ASAS J193447+4226.1 (StH α 166) という Be 星である。この天体は 1986 年に輝線が観測され、1988 年に Be 星であることが確認されている (Rivinius et al. 2016)。また、k2 mission により十分な観測データが得られているため、今回はこの天体を解析することにした。

図 1、2 は StH α 166 のライトカーブである。図 1 は全体、図 2 はある一部を取り出したものであるが、これらの図から様々な周期の変動が複雑に絡み合っていることが推察される。

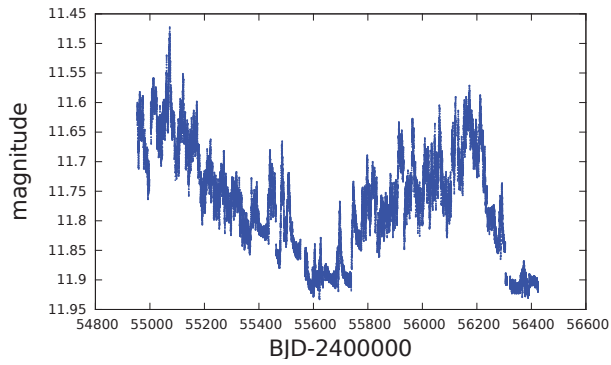


図 1: ライトカーブ全体

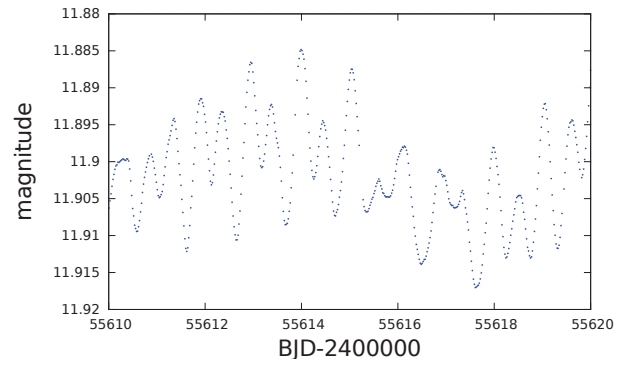


図 2: ライトカーブの一部

3 lasso 法

一般的に、変光星の周期解析はライトカーブをフーリエ変換することで求めることが多い。しかし、天候や場所などの観測条件によって天体のデータに欠測が生じることで、エイリアスが発生してしまうという問題がある。そこで、エイリアスに強い手法として lasso 法というものがあり、今回はこれを用いて解析を行う。

lasso 法とは、パワースペクトルのスパース性を利用した解析手法で、罰則項を導入することで、データに対して多すぎる変数を用いることが原因で起こる「過学習」を防ぐことができる。この手法は、複数の周期の重ね合わせであることが分かっており、その周期や数が不明でエイリアスも邪魔になる（欠測が多い）ようなときに非常に有効である。そのため、Be 星の解析においても有用であると考えられる。

4 データ解析

脈動の周期を求めるためにライトカーブに対して lasso 法を適用するのだが、その前に比較的短い周期変動である脈動を解析しやすくするために、周期が数日以上の変動を取り除く必要がある。図 3 には実際のライトカーブである黒線と、そこから取り除く成分を表す赤線が描かれている。黒線から赤線を差し引いた結果が図 4 である。

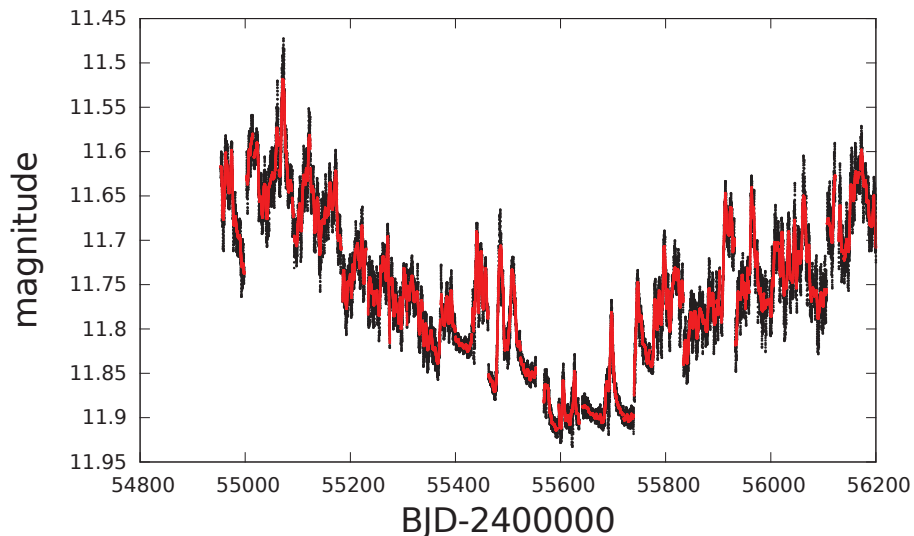


図 3: ライトカーブ（黒線）と差し引く成分（赤線）

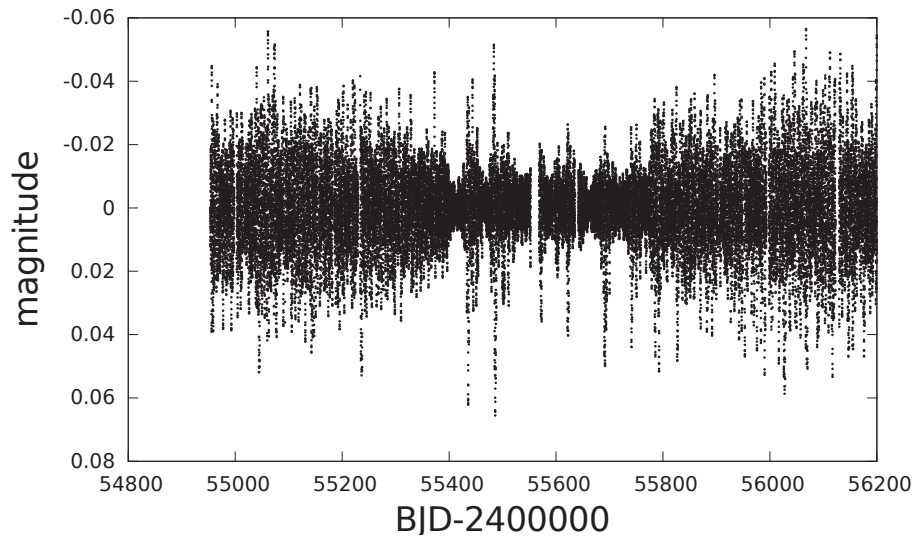


図 4: 長周期変動を引いたライトカーブ

図 4 のライトカーブに lasso を適用した結果が図 5 である。上図は実際のライトカーブで、下図はどの時期にどれくらいの周期の変動が存在しているかを表すグラフである。これを見ると、常に受かり続けている周期や、マグニチュードが小さい時には消えてしまっているような周期などがあることが分かる。

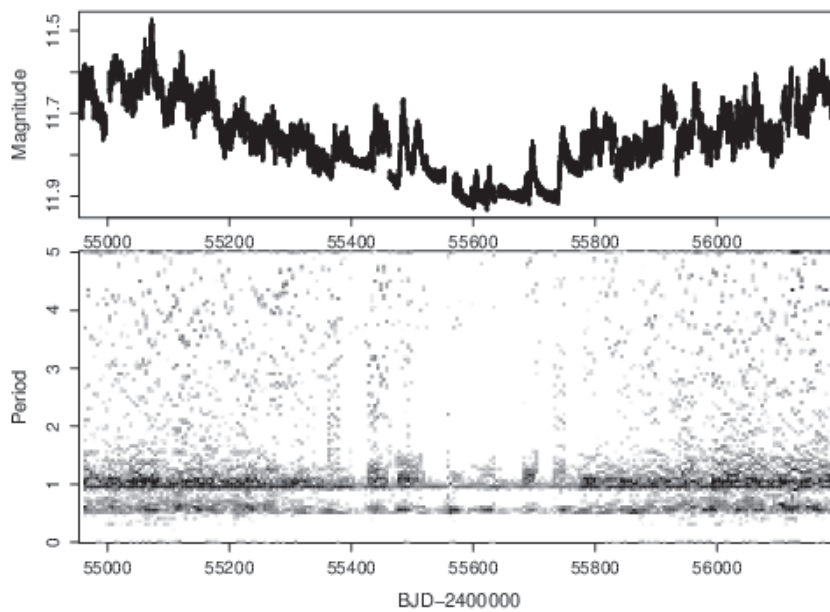


図 5: 上：ライトカーブ 下：lasso の結果

図 6 は、ライトカーブにおいて比較的変動が穏やかな部分に対して lasso をかけることで得られた 7 つの周期から元のライトカーブが再現できるか試みたものである。黒線がライトカーブ、赤線が 7 つの周期によって描かれたライトカーブである。この図を見ると、ある程度の再現に成功していることが分かる。

信号の強い周期 (日)

0.97588329
0.54998149
1.05585607
0.97319000
0.51682399
0.54168492
0.58932392

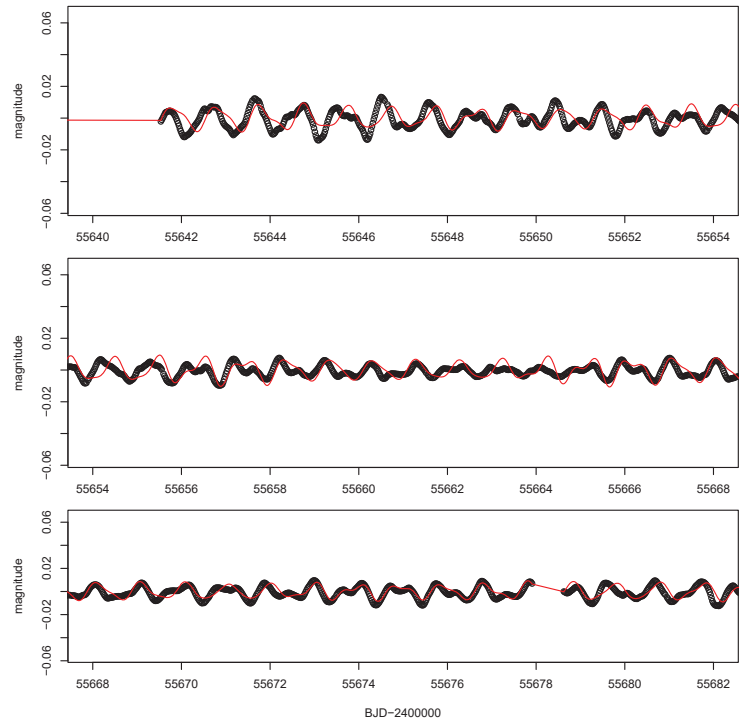


図 6: ライトカーブの再現

5 まとめ

今回の結果から、Be 星に対しても lasso 法は有効であることが分かった。しかし、実際に精度や実用性などが上がっているかの検証のためには従来のフーリエとの比較を行う必要がある。また、lasso によって見えた各周期の特徴（減光とともに消える、終始受かり続けているなど）についての物理的解釈も今後の課題である。

参考文献

- [1] Slettebak, A. 1988, “THE Be STARS”, Publications of the Astronomical Society of the Pacific v.100, p770
- [2] Rivinius, T., Carciofi, C., & Martayan, C. 2013, “Classical Be Stars Rapidly Rotating B Stars with Viscous Keplerian Decretion Disks”, The Astronomy and Astrophysics Review, Volume 21, article id.69
- [3] Rivinius, T., Baade, D., & Carciofi, C. 2016, “Short-term variability and mass loss in Be stars II. Physical taxonomy of photometric variability observed by the Kepler spacecraft”, Astronomy & Astrophysics, Volume 593, id.A106, 14pp
- [4] Uemura, M., https://home.hiroshima-u.ac.jp/uemuram/?page_id=234

冷たく安定している降着円盤をもつと考えられていた ヘリウム激変星 GP Comae Berenices のアウトバースト

小路口 直冬¹, 磯貝 桂介¹, 加藤 太一¹, 今田 明¹,
大西 隆平¹, 野上 大作¹

¹ 京都大学

概要

ヘリウム激変星 GP Com は冷たく安定した降着円盤を持つとされ、降着円盤物理を解明するための貴重なサンプルと考えられてきた。我々は Digital Access to a Sky Century @ Harvard のアーカイブデータから 1950 年のアウトバーストを発見したことを報告する。光度曲線の形と絶対等級から矮新星アウトバーストであると考えられる。この結果から冷たく安定した降着円盤の質量輸送率の上限に制限を観測的に与えた。

1: ヘリウム激変星

ヘリウム激変星（りょうけん座 AM 型星, AM CVn 型星）とは、主星が白色矮星、伴星がロッシュローブを満たした水素の欠乏したヘリウム星、もしくはヘリウム白色矮星で構成された近接連星系である。軌道周期は 5-65 分と短く、系は重力波放射によって角運動量を失うため、伴星から主星へと質量が輸送されヘリウム降着円盤を形成する[1]。

激変星の水素降着円盤で考えられてきた円盤不安定性はヘリウム降着円盤でも同様に起こることが知られている。降着円盤の熱的不安定性モデルによれば、質量輸送率によって降着円盤は熱く安定した状態、間欠的に熱くなる（矮新星アウトバーストを起こす）状態、冷たく安定した状態の3つの状態をもつとされている。

ヘリウム降着円盤は水素降着円盤に比べて電離がしにくいいため、アウトバーストを起こしがたい。そのため、水素降着円盤に比べて高い質量輸送率でも冷たく安定した降着円盤になることが数値計算より期待され、観測的にアウトバーストを起こすヘリウム激変星は軌道周期が 20-40 分の間にあるときであることが確認され、理論計算と一致する結果が得られた[2][3]。その後、異なるグループの数値計算では冷たく安定した降着円盤になる質量輸送率が一桁小さく見積もられ、新たに見つかったヘリウム激変星によりアウトバーストを示した天体の最長の軌道周期は 49.7 分に延びた[4][5]。しかし、このアウトバーストを示した最長軌道周期をもつ天体は質量輸送率が高く、どちらの数値計算の結果であってもアウトバーストを起こす値であった。この冷たく安定した降着円盤の質量輸送率の上限値に制限を掛けるためにはより低い質量輸送率をもつヘリウム激変星を調べる必要がある。

1.1 : GP Com

GP Com は G61-29 と呼ばれる速い固有運動をもつ白色矮星候補として 1961 年に報告された[6]。この天体は広いヘリウム輝線が 1971 年に報告され、Warner (1972) と Smak (1975) によって AM CVn に似た短時間変動が報告された[8][9]。分光により 46.52 分の軌道周期が決定され、連星であることが示唆されました[10]。発見から今まで、アウトバーストが検出されることがなかったことから GP Com はアウトバーストサイクルが極端に長い、冷たく安定した降着円盤を持つヘリウム激変星であることが期待されており、降着円盤物理を解明するための貴重なサンプルと考えられてきた。

2 : データ

本研究では Digital Access to a Sky Century @ Harvard (DASCH) のデータを用いた。DASCH はハーバード大学に保管されている写真乾板を fits ファイルにするプロジェクトで、現在 1885 年から 1995 年の間に観測された写真乾板の約 36% が fits ファイルに変換済みである。

3 : 議論

3.1 1950-1951 のアウトバーストの正体

図 1 に DASCH で公開されている GP Com の光度曲線を示す。図 1 より、GP Com は 1950.9 年から 1951.1 年にかけてアウトバーストを示していた。また、このアウトバーストを検出する直前に約 120 日間の太陽との合による欠測期間が存在する。そのため、アウトバーストの前半を観測できていない可能性がある。

このアウトバーストはアウトバースト振幅が 5.6 等級、プラトーの絶対等級が 5.7 等級、アウトバースト終了時の急減光の後に現れるゆっくりとした減光期であるフェーディングテールの継続日数は約 120 日、減光率 0.01 mag/日であった。これらの特徴からこのアウトバーストが、矮新星アウトバーストで、中でも低質量輸送率の系である WZ Sge 型矮新星のアウトバーストに似ていると考えられる。ヘリウム激変星の WZ Sge 型アウトバーストに見られる特徴の複数の再増光が検出されていないが、ヘリウム激変星の再増光のタイムスケールは約 1 日なので見逃している可能性が高い。

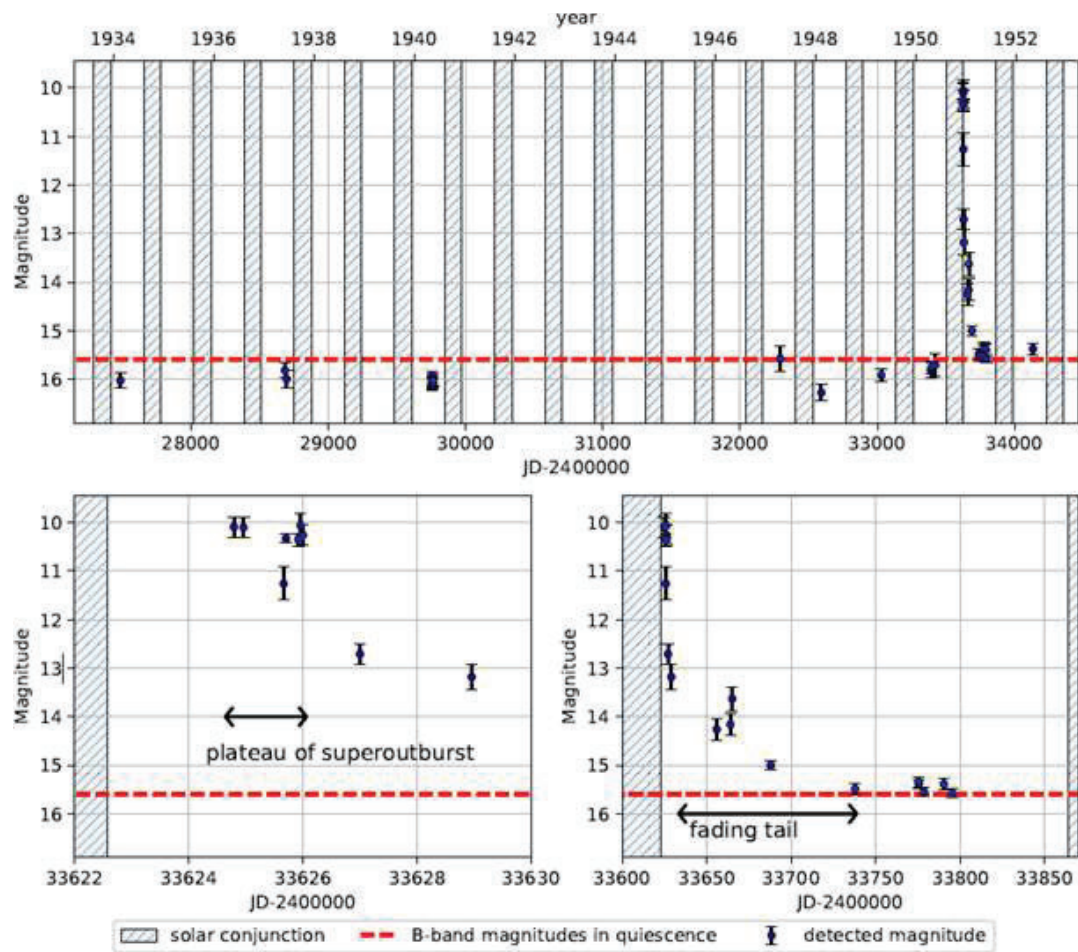


図 1. DASCH で公開されている GP Com の光度曲線

3.2 アウトバーストサイクル

図 1 にはデータ点がないが 1912 年と 1919 年, 1978 年にもアウトバーストの候補となる点 that 各 1 点ずつ受かっている。fits 画像を見る限り、ノイズではない可能性が高いが各 1 点のみの検出のため本当にアウトバーストなのかは不明である。もし、この各点がアウトバーストであり、準周期的なアウトバーストサイクルを持つと仮定するならば、アウトバーストサイクルは約 30 年と考えられる。そのため、直近のアウトバーストは 2008 年付近であったと可能性が考えられる。しかし、様々なサーベイには検出されていないため、アウトバーストが起きていないのか、またはアウトバーストが起きていたが太陽の合で観測ができなかった可能性もある。そのため、次のアウトバーストの可能性がある 2038 年付近でアウトバーストの有無を確認することで、質量輸送率と冷たく安定した降着円盤の質量輸送率の上限値に制限を掛けることができると期待される。

3.3 ヘリウム激変星の円盤不安定性モデルへの影響

GP Com の質量輸送率の上限は SED よりホットスポット成分が見えないことから $3.6(5) \times 10^{-12} \text{ M}_{\text{sol}} \text{ yr}^{-1}$ 、下限は X 線観測から求められている質量降着率を質量輸送率の下限値と読み替えることで $9 \times 10^{-13} \text{ M}_{\text{sol}} \text{ yr}^{-1}$ と与えられる[11][12]。この値は冷たく安定したヘリウム降着円盤のために Tsugawa & Osaki (1995) で制限される質量輸送率を下回り、Kotko et al. (2012) で制限される質量輸送率の値を上回る[2][4]。このことから冷たく安定したヘリウム降着円盤が存在するのであれば、その上限は Kotko et al. (2012) で与えられた値以下であることが示唆された。

4 まとめ

アウトバーストしないと考えられていた GP Com が 1950 年にアウトバーストしていたことによって、アウトバーストを起こさない冷たく安定したヘリウム降着円盤が存在するのであれば Kotko et al. (2012) で示された質量輸送率以下であると考えられる。これにより、これまでアウトバーストが検出されていない、冷たく安定したヘリウム降着円盤を持つと考えられてきた天体もアウトバーストする可能性がでてきた。ただし、これまでの冷たい降着円盤は標準降着円盤を仮定して計算されているため、新たな計算が必要である。

参考文献

- [1] Warner, B. 1995, Ap&SS, 225, 249
- [2] Tsugawa, M., & Osaki, Y. 1997, PASJ, 49, 75
- [3] Ramsay, G., Cannizzo, J. K., Howell, S. B., Wood, M. A., Still, M., Barclay, T., Smale, A., 2012, MNRAS, 425, 1479
- [4] Kotko, I., Lasota, J.-P., Dubus, G., & Hameury, J.-M. 2012, A&A, 544, A13
- [5] Ramsay, G., et al. 2018, ArXiv e-prints
- [6] Giclas, H. L., Burnham, R., & Thomas, N. G. 1961, Lowell Observatory Bulletin, 5, 61
- [7] Burbidge, E. M., & Strittmatter, P. A. 1971, ApJ, 170, L39
- [8] Warner, B. 1972, MNRAS, 159, 315
- [9] Smak, J. 1975, AcA, 25, 227S
- [10] Nather, R. E., Robinson, E. L., & Stover, R. J. 1981, ApJ, 244, 269
- [11] Roelofs, G. H. A., Groot, P. J., Benedict, G. F., McArthur, B. E., Steeghs, D., Morales-Rueda, L., Marsh, T. R., & Nelemans, G. 2007, ApJ, 666, 1174
- [12] Strohmayer, T. E. 2004, ApJL, 608, L53

ASASSN-16ohは矮新星か新星か、それとも両方か

加藤万里子 (元慶応大)、斉尾英行 (東北大)、蜂巢泉 (元東大)

ASASSN-16oh

ASASSN-16oh は小マゼラン銀河にある変光星で、2016 年 12 月 2 日に約 3.5 等の増光をした (Maccarone et al. 2019, Nature Astronomy, 3, 173)。図 1 にあるように、増光は 200 日、減光が 100 日のタイムスケールでゆっくりした爆発である。新星の光度曲線は増光がとても早く、減光はゆっくりなので、この天体は新星らしくない。また可視光のスペクトル ($3000\text{\AA}$ - $5000\text{\AA}$) には、弱い吸収線の他には He II (FWHM 164 km/s) の細い輝線があるだけで、新星にみられるたくさんの太い輝線や P Cygni 型の輝線もない。これは質量放出がないことを示している。だから普通の定義でいえば、これは新星ではないと言える。矮新星としても一般的な形ではないが、V1017 Sgr のように 90 日で増光し、90 日で減光する矮新星もある。Maccarone たちは、ASASSN-16oh の爆発の時に、Swift 衛星と Chandra 衛星で X 線を検出した。X 線のスペクトルは超軟成分のみで、hard 成分がない。矮新星によくみられる X 線は hard 成分だけなので、これは矮新星らしくない。この天体はいったい何だろうか？というのが本発表のテーマである。

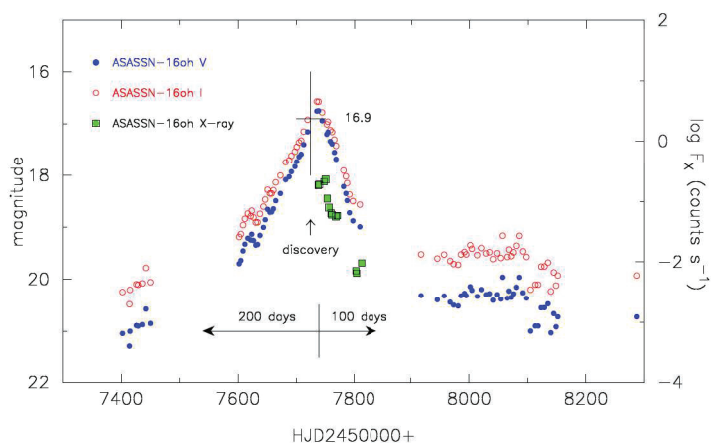


図 1: 小マゼラン銀河の変光星 ASASSN-16oh の光度曲線。この爆発前に OGLE IV の観測が 6 年間あり、その間は 1 等程度の変光だった。白丸が I 等級、黒丸が V 等級、四角は X 線 (目盛は右軸)。

矮新星か新星か

Maccarone たちは、ASASSN-16oh の増光は矮新星の爆発だと考えた。そして降着円盤の内縁が白色矮星に接するところで広がっていて、その部分が高温になっているために X 線が出ると考えた。矮新星によくみられる X 線は hard X 線で、これは降着円盤の内縁のガ

スが高温になり、白色矮星の近くで円盤上下に大きく広がっている(ただし光学的に薄い)と考えられている。ASASSN-16oh の場合には、それとは違い、ガスは広がっていても光学的に厚く、その表面の温度が 90 万度程度になるために、黒体輻射の超軟 X 線が出ると考えた。このような超軟 X 線は矮新星としてはじめての発見なので、Nature Astronomy に論文が出た、というわけである。超軟 X 線の温度が高いので、白色矮星の質量は 1.3 太陽質量程度と見積もられた。

いっぽう Hillman たち (2019, ApJ, 879, L5) は、これは新星爆発の一種 (shell flash) で質量降着率が大きいために、爆発しても質量放出がないのだと考えた。これを「質量放出のない新星爆発」と呼ぶことにする。新星は連星系中の白色矮星の表面で起こる爆発現象である。伴星からガスが白色矮星にふりそそいでいる時期は静穏期で、白色矮星は非常に暗い。白色矮星の表面に積もったガスの質量がある臨界量をこえると、水素の核燃焼が突然はじまり、大きな核エネルギーが生成されるため、白色矮星は突然明るくなる。水素外層が大きくふくれるので、光球温度が下がり、可視光や赤外線での光度が上がる。そしてふつうは激しい質量放出が起こる。この場合のように質量降着率が高い場合には、ガスの質量が少なくて広がれず、表面温度が低くならないのでずっと超軟 X 線が出る。Hillman らは X 線も可視光もおなじ白色矮星の表面から出ると考えた。そして新星爆発の数値計算をして、可視光の光度曲線を計算し、観測と合っていると主張した。白色矮星の質量は 1.1 太陽質量程度と結論した。

Hillman らの主張には、ここですでに矛盾がある。数十万度の白色矮星からは超軟 X 線は出るが、可視光はほとんど出ない。また、かれらの数値計算コードには重大な欠点があり、誤った数値結果を出すことが頻繁にある (Kato, Hachisu, Saio 2017, PoS, 315, 56 で批判済み)。結果は信用できるかどうかかわからないのでついでに検証することにした。結論を言うと、かれらが観測と合っているという光度曲線は間違いを重ねた上での結論である。質量が 1.1 太陽質量のモデルでは光度曲線は、暗いうえにタイムスケールが長すぎる。これが観測と合っていると主張する根拠は、計算結果からもとめた絶対等級を実視等級に直すとき、小マゼラン銀河までの距離を 6 等も間違えている。さらに計算した V 等級を I 等級に直すとき、 $I = V - 1.3$ のかわりに間違えて $I = V + 1.3$ とした。ちなみにこの色 V-I も ASASSN-16oh の観測から求まっている値は採用せず、他の値を使っている。その結果、I 等級の理論光度曲線がけっこう早く減光するようにみえている。

質量放出のない新星

質量放出のない新星爆発があることは、これまでに私たちのグループが指摘してきた。PU Vul など白色矮星の質量が小さいばあいには、新星風の加速が弱く、質量放出がおきない。また球状星団など鉄の組成が少ない環境でおこる新星では重い白色矮星であっても加速が弱いことが理論的に示される。ASASSN-16oh は小マゼラン銀河にあり、鉄の組成が少ないので、これまで理論的に私たちが予測してきたことが実現している可能性がある。それに質量放出がない新星では、白色矮星にふりそそいだガスがすべて積もるため、白色矮星が確実に重くなる。このような天体は Ia 型超新星爆発前の天体の候補として貴重である。

そこで、質量放出のない新星爆発はどういう場合に起こるかを広く調べることにした。図 2 (左) は白色矮星の質量と質量降着率の図である。質量降着率が $\dot{M}_{\text{stable}}$ の線より小さ

いと、核反応は不安定で、新星爆発が周期的に起こる (爆発周期が線の横に年単位で書いてある)。質量降着率が大きいと核反応は安定で、いったん白色矮星の上で核反応がはじまると終ることはない。核反応により消費された水素の分だけ伴星から降ってくるので水素層の質量は変わらない。新星爆発がはじまったとき、ガスが大きくふくると質量放出がおこる (図中の○印)。質量降着率が安定線ぎりぎりの時は、新星爆発しても質量放出が起きない。それを確認したところに X 印をつけた。ASASSN-16oh は爆発している期間が 200 日程度と短いので、白色矮星が 1.1 太陽質量より軽いと爆発期間がながすぎて観測と合わない (つまり Hillman らのモデルは観測と合わない)。爆発期間と回帰周期がだいたい合うのが 1.32 太陽質量である (図中の右上にある X 印)。

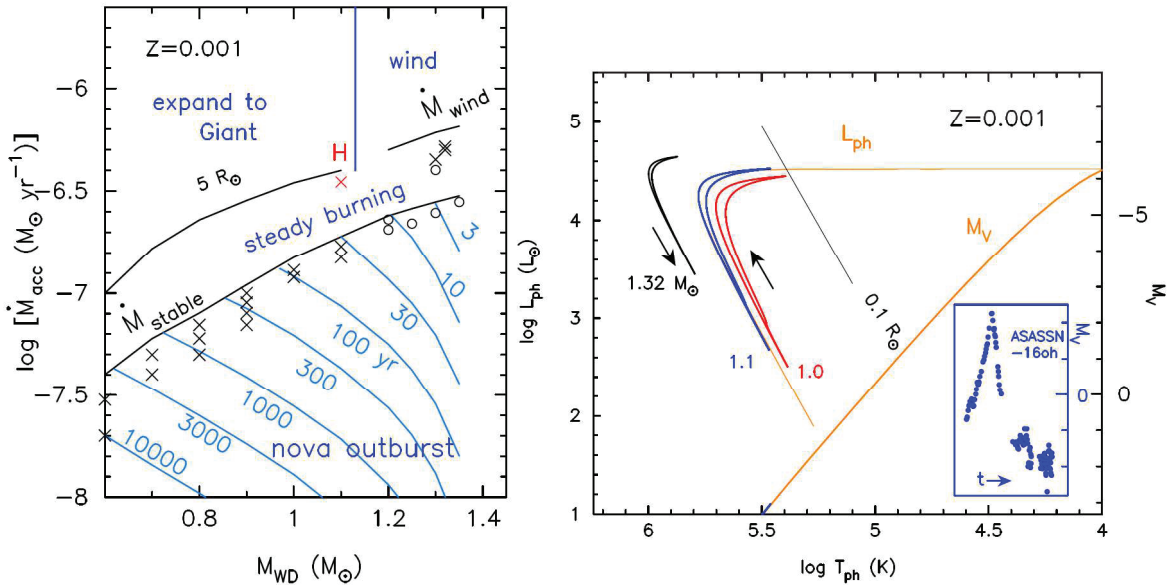


図 2: (左) 白色矮星の質量対質量降着率。質量降着率が $\dot{M}_{\text{stable}}$ の線より低いときに新星爆発が周期的に起こる。この線より上では、質量降着を止めたり再開したりするしくみがあれば、新星爆発になるが、降り続けると定常的な超軟 X 源となる。(右) HR 図上での新星の進化。小さな 3 つのループは白色矮星の質量が 1.0, 1.1, 1.32 太陽質量の新星爆発を示す (左が 1.32 太陽質量)。右下の細い実線 (M_V) は、その表面温度に対応する実視絶対等級を示す (目盛は右側)。3 つの白色矮星 (ループ) に対応する実視等級は 3 等かそれより暗いことがわかる。比較のため、ASASSN-16oh の実視絶対等級を囲みの中に示した。(図は Kato, Saio & Hachisu, 2020 submitted to ApJ. より)

HR 図上の進化

図 2 (右) は HR 図上での新星爆発の 1 サイクルの変化を示す。3 つのループは質量の違う白色矮星に対応する。新星爆発が起こる前は、星は暗いのでループの下端にいる。水素の核融合反応がはじまると突然明るくなり、上昇して少し右に移動する。右はしに移動した時点がもっとも膨らんだ時だが、それでも表面温度が非常に高いので、可視光では観測されず、超軟 X 線で明るい。その後、左へ移動し、水素の核反応が止まり、暗くなってもとに戻る。典型的な古典新星ではこのループの右はしがずっと低温まで伸びており、白色矮

星の表面温度が低くなるので可視光が出る (L_{ph} とある細い線)。この場合は低温にはならないため、ずっと X 線が出る。右下の細い実線 (M_V) は、その表面温度に対応する実視絶対等級を示す (目盛は右側)。どの白色矮星でも実視等級は 3 等かそれより暗いことがわかる。比較のため、ASASSN-16oh の実視絶対等級を囲みの中に示したが、こちらの方が理論値よりずっと明るい。

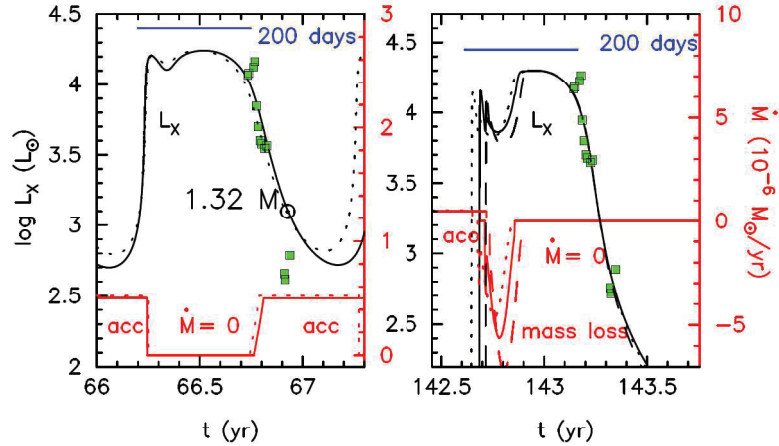


図 3: 白色矮星の質量 $1.32M_{\odot}$ 、質量降着率 $5 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ の場合の新星爆発。パラメタが少し違うものを含め 5 種類ある。左の 2 つが質量放出がまったくないもの、右の 3 つが質量放出するもので、質量放出率は右側の目盛で示してある。点は ASASSN-16oh の X 線観測で理論カーブとだいたい一致している。

矮新星であり新星でもある

ASASSN-16oh の爆発時の色 $V-I$ と絶対等級 M_V は U Sco が超軟 X 線で光っている時期のものと一致する。この時期には U Sco は降着円盤が照り返されて明るい。またスペクトルは大マゼラン銀河の X 線天体 RX J0513.9-6951 と傾きも絶対値も一致する。これらは、ASASSN-16oh の可視光と赤外線が、強く照りかえされて明るい降着円盤と伴星から出ている証拠と考えられる。照り返しのもとになっているのは白色矮星である。図 3 には 1.3 太陽質量の白色矮星表面から出る X 線の光度曲線を示した。白色矮星がこのくらい重くないと、X 線で明るい時期が 200 日以下にならず、観測と矛盾する。X 線の光度曲線は観測データとだいたい合っていることがわかる。

このモデルでは、質量降着率が大きいので、新星爆発をするにはガスがとつぜん降ってくるというしくみが必要である。そこで、矮新星の爆発がおり、円盤不安定のために白色矮星の上にガスがどさっと降ってくる場合を考えた。白色矮星の上につもった水素ガスが臨界値を超えると、弱い新星爆発が起こるというものである。積もったガスの総量が小さいため、白色矮星は超軟 X 線で明るくなる (図 3)。X 線に照らされた降着円盤と伴星はあたたまり、可視光と赤外線を再放出する。それが図 1 のような明るい矮新星になると考える。小マゼラン銀河のように鉄組成が少ない場合にはこのような「質量放出のない新星」が起こる。つまり ASASSN-16oh は矮新星であり新星でもある。

本稿は Kato, Saio, Hachisu (2020) submitted to ApJ. をもとにした。

重力波天文学による Ia 型超新星母天体の同定

衣川智弥¹, 武田紘樹¹, 山口弘悦²

¹ 東京大学, ² JAXA,

概要

Ia 型超新星の起源は天文学における重要な未解決問題である。有力な説として大きく分けて、白色矮星同士の連星合体 (DD 説) と白色矮星と通常の星からなる連星において通常の星から白色矮星への降着による爆発 (SD 説) の二つがあるが、まだ決着はついていない。我々はこの問題を解決するために、白色矮星同士の合体の重力波による観測に着目した。将来計画において 0.1Hz 帯で $10^{-20}\text{Hz}^{-1/2}$ 程度の感度があれば、白色矮星合体を年一回程度重力波で観測できることがわかった。さらに、DECIGO による重力波観測の位置決定精度について調べ、DECIGO で観測される連星白色矮星合体のほとんどの母銀河特定が可能であることがわかった。これにより、将来の重力波観測と電磁波対応天体の同時観測により、Ia 型超新星の母天体の特定または制限が可能であることを示した。

1: はじめに

超新星爆発にはいくつかのタイプがある。そのうち Ia 型超新星は、発生する明るさがほぼ同じと考えられていることから、観測されたときの減光具合から母銀河までの距離を正確に測定する手段として天文学では用いられ、宇宙の加速膨張の証明 (2011 年ノーベル物理学賞) に寄与するなど、重要な天体現象である。しかしながら、Ia 型超新星の母天体はまだわかっておらず、天文学上の重要な未解決問題となっている。有力な説として大きく分けて、白色矮星同士の連星合体 (DD 説) と白色矮星と通常の星からなる連星において通常の星から白色矮星への降着による爆発 (SD 説) の二つがあるが、まだ決着はついていない。我々はこの問題を解決するために、白色矮星同士の合体の重力波による観測に着目した。白色矮星同士の合体は 0.1Hz の重力波を発生し、これは DECIGO といった重力波観測の将来観測計画で検出可能である。白色矮星合体の重力波観測とともに Ia 型超新星を観測すれば、Ia 型超新星の起源を特定することができる。そこで、我々は将来計画における白色矮星合体の観測率及び 0.1Hz 帯でどの程度の感度があれば、白色矮星合体を年一回程度重力波で観測できるのかを調べた。さらに、重力波観測による波源の位置決定精度についても調べた。

2: 方法・結果

重力波観測でどの程度の感度があれば、白色矮星の連星合体を観測可能を見積もるため、まず、近傍での Ia 型超新星の発生率を求めた。そのために近傍銀河での Ia 型超新星の発生率と母銀河の相関[1]と 11Mpc 以内の銀河のカatalog[2]を用いた。これらを組み合わせた結果、半径 11Mpc 以内において Ia 型超新星発生率は 0.85/yr であることがわかった。これにより、重力波観測において白色矮星連星合体が 11Mpc で観測できるだけの感度があれば、白色矮星連星合体と電磁波対応天体の観測により、Ia 型超新星の起源がわかる。子の感度に相当するのは約 $10^{-20}\text{Hz}^{-1/2}$ である。また、DECIGO での連星白色矮星合体観測の位置決定精度についてシミュレーションを行ったところ、次の表 1 の結果となった。

表 1 : 位置決定精度

parameter	WD-WD($1M_{\odot}$, $z=0.115$)	WD($0.8M_{\odot}$, $z=0.049$)	WD($0.6M_{\odot}$, $z=0.016$)
SNR	8.14	8.12	8.02
$\Delta \ln d_L$	3.25×10^{-1}	3.80×10^{-1}	5.11×10^{-1}
$\Delta \Omega_s [\text{deg}^2]$	3.11×10^{-2}	4.47×10^{-2}	7.02×10^{-2}
$\Delta \ln \mathcal{M}$	1.83×10^{-7}	1.03×10^{-7}	7.91×10^{-8}

この位置決定精度は距離の 6 乗に比例して変化し、近いものほど精度が急激に良くなる。1 太陽質量の連星白色矮星合体の場合、シグナルノイズ比 (SNR) が 8 (luminosity distance~550Mpc) では 500 立方 Mpc の位置決定精度しかないが、これ以下の距離の観測においてはすぐに位置決定精度が 100 立方 Mpc を下回る。銀河密度は 0.01Mpc^{-3} なので、これにより、大多数の観測において母銀河の決定が DECIGO による重力波観測のみで決まることがわかった。重力波だけで母銀河が同定できるので Ia 型超新星が連星合体の母銀河で起こっていないかの確認が容易であることを示した。

つまり、将来の重力波観測と電磁波対応天体の同時観測により、Ia 型超新星の母天体の特定または制限が可能となることがわかった

参考文献

- [1] Li, W., Chornock, R., Leaman, J., et al. 2011, MNRAS, 412, 1473
- [2] Karachentsev, I. D., Makarov, D. I., & Kaisina, E. I. 2013, AJ, 145, 101

第2次 RZ Cas 測光キャンペーンの初期成果報告

鳴沢 真也¹, キャンペーン参加者一同

¹ 兵庫県立大学

概要

1997/98 年シーズンに続き、1998/99 年シーズン以降も主星が δ Sct 型星であるアルゴル型連星系 RZ Cas の測光観測を継続したので、その初期成果について報告する。

1: はじめに

よく知られているように食連星は、光度曲線と視線速度曲線の解析から成分星の物理諸量を決定することができる。また、振動星では星震学的な解析により星内部の様子を推察することが可能となっている。ゆえに成分星で振動が励起されている食連星は、上述の2つの研究を1つの系で行うことが可能であり、天体物理学上貴重な天体となっている。ここ最近では、探査機 *Kepler* などによる観測により食連星に次々と振動が検出されており、文献[1]には約 200 のサンプルがリストアップされている。

RZ Cas は、公転周期が短く (1.195 日)、明るい (6.2 等) のでたいへんによく観測が行なわれているアルゴル型連星系である。筆者らは 1997/98 年のシーズンに共同測光観測 (第1次キャンペーン観測) を行い、この系の主星では δ Sct 型振動が励起されていることを発見した[2]。また食外の B バンドでの光度曲線の解析では、ドミナント振動が 64.240 cd^{-1} であると報告した。なお、主星は λ Boo 型類似の化学組成を有することもわかっている[3]。

食連星の成分星 (しかも化学特異星) での短周期振動の詳細を追求するため、さらに筆者らは 1998/99 年シーズン以降も測光観測を継続した (第2次キャンペーン観測)。

2: 観測

第2次観測は、1998 年 10 月から 2016 年 11 月までの計 71 夜実施された。観測者と機材を表 1 に、観測ログ (概要) を表 2 にまとめた。

表 1: 観測者と機材

観測者	望遠鏡 (cm)	検出器	フィルター
赤澤秀彦 (1998-2000年)	28	PMT R647p	B, V
(2015年)	8	ST-9XE	Rc
(2016年)	20	ST-402ME	V
荒井菊一	28	PMT R647p	V
伊藤芳春	5.5 (Camera lens)	ST-9	Rc
(後半3夜)	6		
大倉信雄	35	PMT R647p	B, V
西はりま天文台*	60	PMT R647p	B, V
藤井 貢 (2011/2012年以外)	7.5	ST-7	Ic, Rc
(2011/2012年)	7.5	ST-10XME	Rc
森川孝一	25	ST-7	Ic

(*) 観測者は、鳴沢真也、五百蔵雅之、Fredy Doncel

表 2：観測ログ（概要）

シーズン	観測者	観測夜数	主極小観測夜数	副極小観測夜数
1998/1999	全員(伊藤を除く)	23	6	4
1999/2000	赤澤、藤井、西はりま	10	3	1
2000/2001	西はりま	1	1	
2001/2002	藤井、西はりま	2	2	
2002/2003	西はりま	3		
2004/2005	藤井	1		
2011/2012	藤井	2	1	1
2015/2016	赤澤、伊藤	22	5	2
2016/2017	赤澤	7	1	
合計		71	19	8

3：結果（中間報告）

3.1 非動径 δ Sct 振動

1998/99 年シーズンの食外の光度曲線は合計で 9 夜 1929 点（赤澤と大倉による）と多数あるので、このうち B バンドについて Period04 で暫定的に周波数解析を行った。その結果、 64.744 cd^{-1} （22 分 14 秒）の結果を得た。前述のように、97/98 年シーズンでの周期は 64.240 cd^{-1} （22 分 25 秒）であった[2]。なお、Mkrtychian et al. (2018)は彼らが取得したデータの解析を行い、1998 年 1 月では 64.197 cd^{-1} 、1999 年 11 月では 64.194 cd^{-1} の値（どちらも 22 分 26 秒）を得ている[4]。

第一次キャンペーン（97/98 年）に加え、98/99 年と 1999/2000 年は、食外の B バンド観測があるので、それら 3 シーズンを比することができる。その結果、1999/2000 年は、その前の 2 シーズンより、（エラーバー以上に）振幅が大きいことが判明した。また 98/99 年シーズンは明確な波の発生率が低く、また振幅が小さいこともわかった（表 3）。

表 3：振動の様子

観測シーズン	波発生率* (%)	平均振幅(等級)
1997/1998(第1次キャンペーン)	6/ 7 = 80	0.031 ± 0.011
1998/1999	5/12 = 42	0.028 ± 0.097
1999/2000	4/ 5 = 80	0.037 ± 0.009

* 明確な波が観測された夜 / 主極小外全観測夜

さらに興味深いことに、シーズンによらず、公転位相の 0.2 付近で振幅が大きくなる傾向がある（図 1）。Mkrtychian et al. (2018)は、RZ Cas のドミナント振動が、 $(l, m) = (2, -1)$ の tesseral mode であるとしているが[4]、このモードは食連星の成分星においては食中でより卓越するので、この原因については現段階では説明できない状況にある。なお、0.2 付近では観測できない位相にあるので、主星上のホットスポットとは関係がないと推察できる。

3.2 主極小時光度曲線の形状

RZ Cas の主極小時の光度曲線は、食の中央に振動の波のどの位相が重なるかで、以下の 4 タイプに分類される（[2]）。

- V：食中央 + 振動の極小（尖ったV字状になる）
 F：食中央 + 振動の極大（皆既食的な平底になる）
 Sa：食中央 + 振動の減光枝（右下がりの傾斜になる）
 Sb：食中央 + 振動の増光枝（右上がりの傾斜になる）

これらの他に、今回は P タイプを定義する。これは、通常の部分食と同じか、ほぼ同じ形状のものである。このタイプが見られた時は、おそらく振動が目立たない（故に振幅が小さい）時に食が起きたと推察できる。なおこれは V タイプに類似しているので、両者の識別は難しい場合もある。今回の観測で得られた形状を表 4 に示す。また、明確な F タイプと Sb タイプが観測されているので、それぞれを図 2 と図 3 に示す。

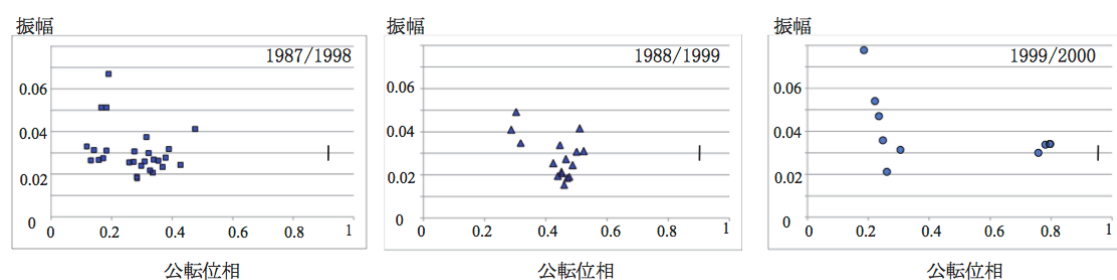


図 1：振幅と公転位相との関係。それぞれ図の左側の縦棒はエラーバー。

表 4：主極小時光度曲線の形状

シーズン	Vタイプ	Pタイプ	Fタイプ	Saタイプ	Sbタイプ	判別不可
1998/1999	2/6	1/6	1/6			2/6
1999/2000		1/3				2/3
2000/2001					1/1	
2001/2002		2/2				
2011/2012		1/1				
2015/2016		2/5				3/5
2016/2017		1/1				

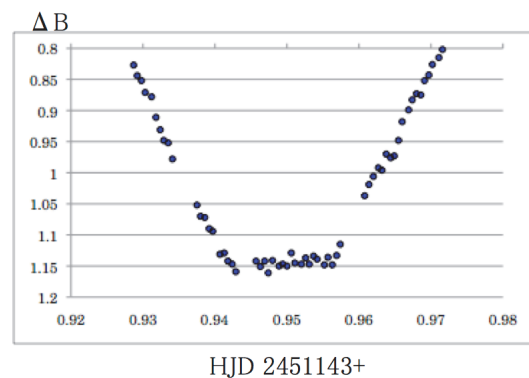


図 2：F タイプ（やや Sb）。大倉が 1988 年 11 月 26 日に観測。

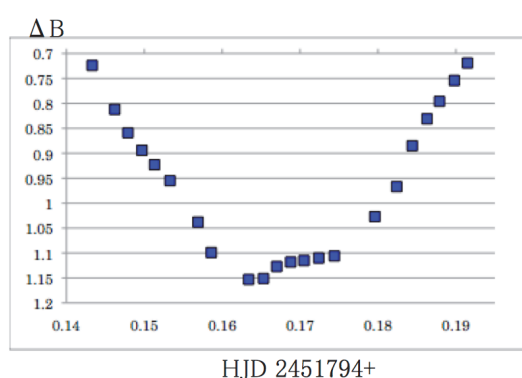


図 3：Sb タイプ。西はりま天文台で 2000 年 9 月 6 日観測

3.3 公転周期

RZ Cas は、頻繁にそして突発的に公転周期が変化する短周期アルゴル系としても有名である ([5]参照)。公転周期の O-C 図 (“Lichtenknecker-Database of BAV” [6]を元に作成) に今回得られたデータをプロットしたものが図 4 である。

この図で特に注目していただきたい箇所は 2000/2001 年付近である。Mkrtychian et al. (2018)は、ここで突発的な周期変化 (以下 APC) が起きたとしている ([4])。その原因は Heavy mass-transfer/accretion burst (以下 HMTAB) であり、またこれを境に振動の振幅が小さくなったと言及している (V バンドの半振幅が 2000 年 10 月は 4.2(1) mmag だったが、2001 年 10 月では 1.02(8) mmag になった。周波数の方は、エラーバー内でほぼ一致)。ところが、我々のデータを加味した O-C 図 (図 4) では、この時期には APC は起きはならず、むしろ、2004 年頃までは周期が一定であったようにも見える。そうであれば、振幅が小さくなった理由は、おそらく多重周期によるビート現象であると考えられる。

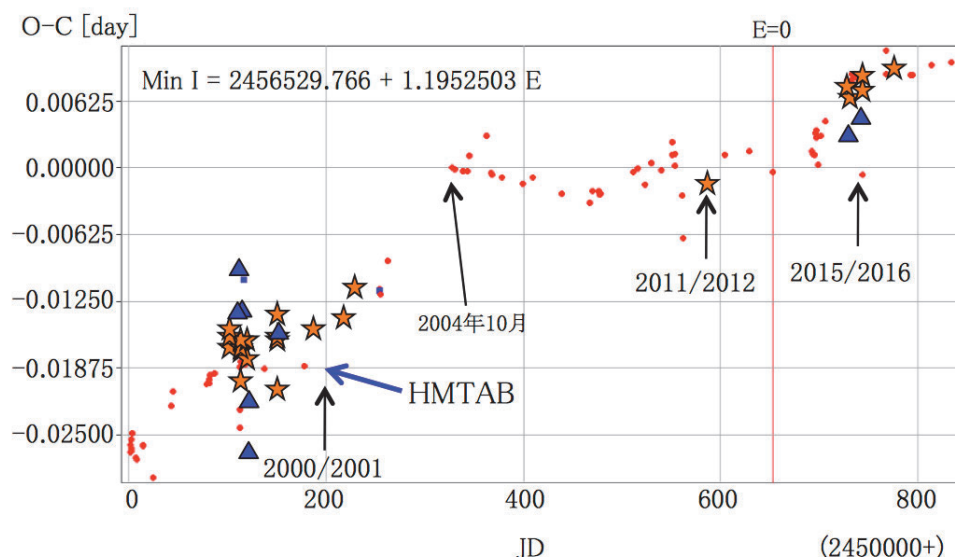


図 4 : 公転周期 O-C 図。"Lichtenknecker-Database of BAV" [6]を元に、本キャンペーン観測のデータをプロットした (★マークは主極小。▲は副極小)。Mkrtychian et al. (2018)は、2000/2001 年に HMTAB による APC があったとしているが、この図では 2004 年頃までは周期が一定だったようにも見える。

本研究は大島 修氏とハンガリーの Baja 天文台の Dr. Tibor Hegedus の協力を得た。また西はりま天文台での観測は時政典孝氏の協力を得た。三氏に感謝申し上げる。

参考文献

- [1] Liakos, A., & Niarchos, P. 2017 MNRAS 465, 1181
- [2] Ohshima, O. et al. 2001 AJ 122, 418
- [3] Narusawa, S., Ozaki, S., Kambe, E., & Sadakane, K. 2006 PASJ 58, 617
- [4] Mkrtychian et al. 2018 MNRAS 475, 4775
- [5] 鳴沢真也、中村泰久 本研究会集録
- [6] <http://www.bav-astro.de/LkDB/index.php?lang=en>

速報 ζ Aur 型長周期食連星 γ Per の食が始まった

大島 修¹, 赤澤 秀彦², 白神 憲一³, 水谷 正則³

¹岡山理科大学, ²赤澤船穂観測所, ³八塔寺星を観る会

概要

本研究会の直前に、30 年ぶりに測光観測できる上記星の 2 回めの食の観測に成功したので概要を速報する。

1 : はじめに

この連星系は、その複合したスペクトルから分光連星であることは 20 世紀前半にはわかっていた(文献[1])が、スペックル干渉計による観測から、軌道傾斜角が 90.23 度と軌道をほぼ真横から見ているために、食を起こす可能性が高いと指摘された(図 1、文献[2])。このような観測には、地球上の全経度での協力が欠かせないので、ケンブリッジ天文台の R.F.Griffin が国際キャンペーンを行った結果、1990 年の食で、約 10 日間の皆既食が観測され食連星であることが初めて明らかになった(図 2、文献[3])。その観測キャンペーンでは日本国内からも 3 名のアマチュアが参加し、光電測光観測により確定していなかった食の始まりや数少ない U バンドでの測光など貴重なデータを提供し、スカイアンドテレスコープ誌に紹介されるなど活躍した(文献[4],[6])。

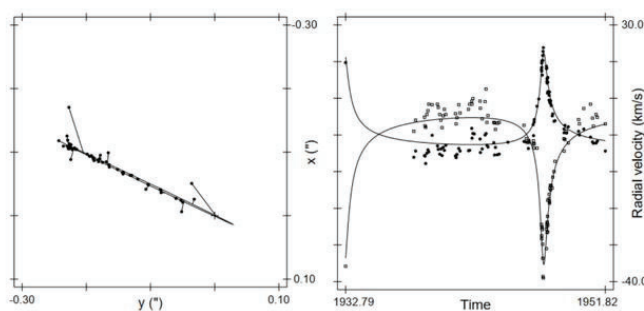


図1 (左) 実視連星としての軌道(観測はスペックル干渉計による。A星を中心とした時のB星の動きを示す。軌道傾斜角がほぼ90度) (右) 視線速度曲線 離心率が大きい。文献[2]

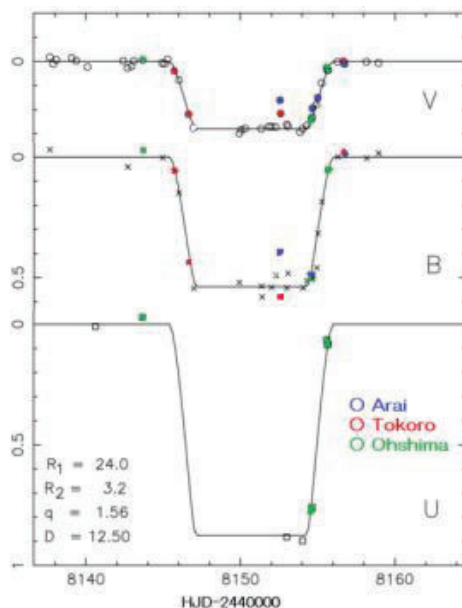


図2 1990年に初めて検出された食の光度曲線とベストフィットされた連星パラメータ 文献[6]

2 : γ Per の謎

年周視差が比較的大きいのでこの系までの距離は正確に求まった。2005 年の 2 回めの食の CCD 分光観測から、完全に分離した 2 つの成分星ごとのスペクトルが得られた。それらの結果、G 型巨星の質量と光度とも通常の G 型巨星と比べて大きすぎる値を示していることがわかった。さらに、この連星系の 2 つの成分星が同時に生まれたとすると、HR 図上

での理論的な進化経路と合わず、G 型巨星の方が A 型主系列星より 2.5 倍若くなくてはならないこともわかった（図 3、文献[5],[6]）。これらを説明する仮説としては、もともと 3 重連星系として生まれたものが、第 3 体が合体して現在の G 型星になったというものがあります。

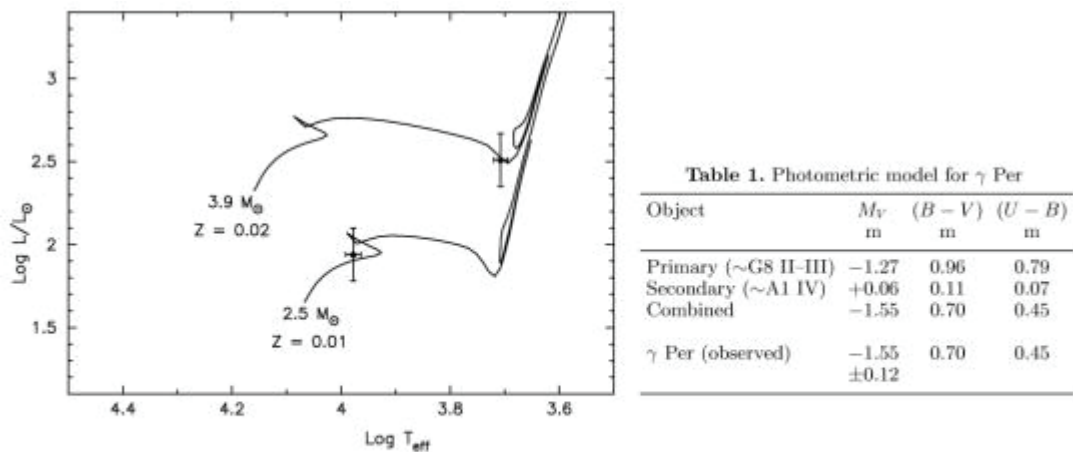


図3 進化トラック上にプロットした γ Perの成分星
G型巨星が右上のクロスで、A型星は右下のクロス 文献[6]

3：予報と観測

筆者の一人（大島）の予報「11月22日を中心にした9日間」（Binj ML 216）のとおり、11月17日に食が始まった（図4）。予報ではVバンドで0.3等程度の減光、食の継続時間は約10日間です。減光幅は、BとUでそれぞれ0.6等と0.9等と短波長ほど大きくなる。

以下の予報は、今回と前回の1990年の観測を合わせて、光度曲線が下向きの台形であると仮定した場合の接触時刻(日本時間)です。実際には、光度曲線は台形ではなく角がとれたもの（スロープ部も厳密には直線ではない）ですから、第1と第3接触は数時間早く始まり、第2と第4接触は数時間遅く水平に移るはずです。

表1 2019年の食の予報

第1接触	11月17日 03h10m 頃	今回の観測から見積り
第2接触	11月18日 10h48m 頃	今回の観測から見積り
第3接触	11月25日 19h19m 頃	過去の観測から推定
第4接触	11月27日 08h01m 頃	過去の観測から推定

表2. 各観測者のデータ

符号	Akz:	Skm	Mzt
観測者名	赤澤秀彦	白神憲一	水谷正則
(観測地)	(赤澤船穂観測所、倉敷市)	(岡山市)	(倉敷市)
レンズ	D=30mm f1=180mm f/6	D=67mm f=300mm f/4.5	D=8cm f=400mm f/5
CCDカメラ	SBIG ST-9XE -5degC	Moravian G2-8300 -20°C	Moravian G2-8300 -5°C
露出時間	B:240s,V:45s,Rc:45s,Ic:30s	U:80sec, B:20sec	V:30sec 2bin

各観測者の諸元は表2のとおりである。図4に観測の速報値を示すが、標準測光システムに変換する前のいわゆる機械等級のままであるために、観測者間での系統的誤差が残っている。観測結果はほぼ接触予報通りとなった

また、低分散分光器によるスペクトルも得られたので図5に示す。食前のスペクトルは高温度星と低温度星の成分から成る複合スペクトルを示しているが、減光及び増光期では高温成分(バルマー線)が減少し、皆既食中では完全にG型星のスペクトルになっている

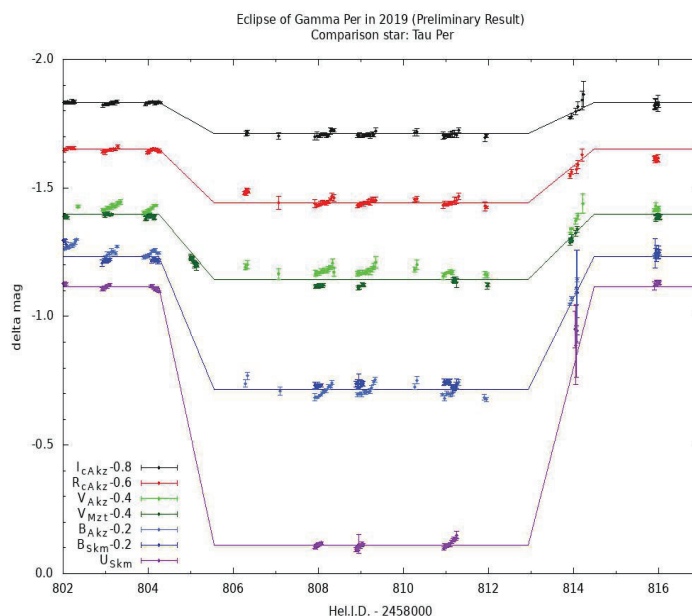


図4 γ Per の食の光度曲線

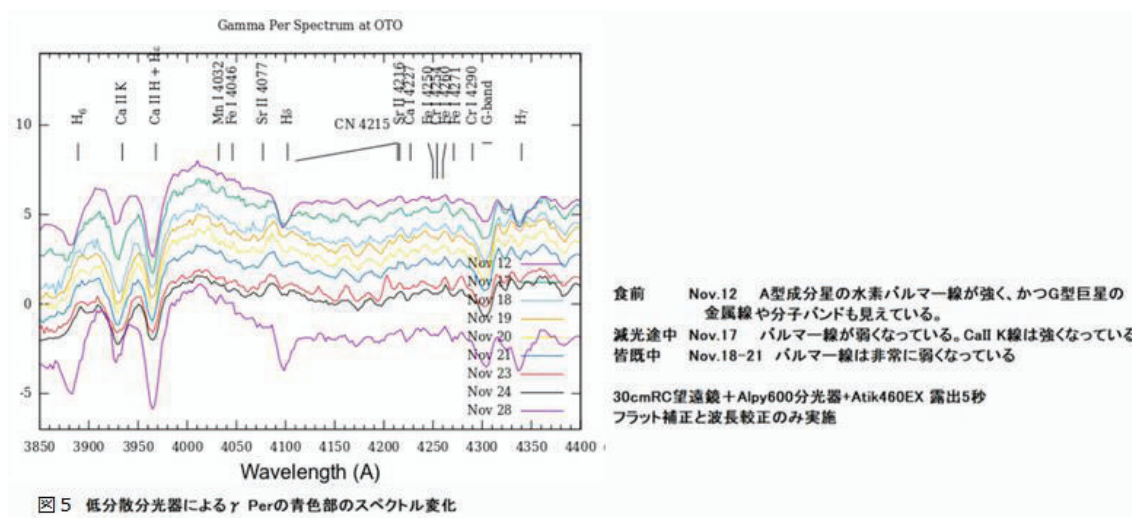


図5 低分散分光器による γ Perの青色部のスペクトル変化

参考文献

- [1]McLaughlin, D. B. 1938 ApJ.88.358
- [2]Popper, D.M. and McAlister, H.A. 1987 AJ 94, 700.
- [3]Griffin, R.F., et al. 1994 IAPPP.57.31
- [4]Griffin, R.F. 1991 S&T.81.598
- [5]Pourbaix, D. 1999 A&A.348.127
- [6]Griffin, R.Elizabeth 2007,IAUS.240.645

太陽・恒星のフレアやコロナ加熱について

高棹 真介 (国立天文台)

概要

太陽は約 100 万度のコロナを外層に持っている。コロナは太陽風や太陽フレアと呼ばれる爆発現象を駆動しており、太陽圏内の擾乱源となっている。コロナの形成やフレアの発生には太陽の磁気エネルギーが使われている。本講演では、太陽の大気構造や黒点のような磁場構造を概観し、太陽物理学の大目標を概観する。それを踏まえて主にコロナ加熱の基本物理について説明していく。さらに太陽物理の理解を応用して他の恒星の磁気活動を探る我々の理論・観測的取り組みについても紹介する。

1: はじめに

恒星コロナは約 100 万度の恒星大気層であり、恒星風や恒星フレアの発生場所となっている。そのようなダイナミクスは恒星進化だけでなく、周囲の惑星大気の進化にも影響を与えられている[2,3]。ハビタブル惑星の探査が活発化している近年では、惑星大気に影響を与える恒星コロナの理解が強く求められている。恒星コロナの加熱や恒星フレアのエネルギー源は磁場なので、星内部のダイナモで生成される恒星磁場の性質と外層コロナの応答の関係を明らかにする必要がある。

図1は太陽の光球磁場（左）とコロナ放射（右）の関係を示している。どちらも同じ日付の画像である。この日付のデータでは、大小様々な黒点領域が見られる。この図からわかるように、磁場が強いところでは上空のコロナも明るく輝いている。これが磁気エネルギーの解放によってコロナが輝いていることを示す1つの例である。

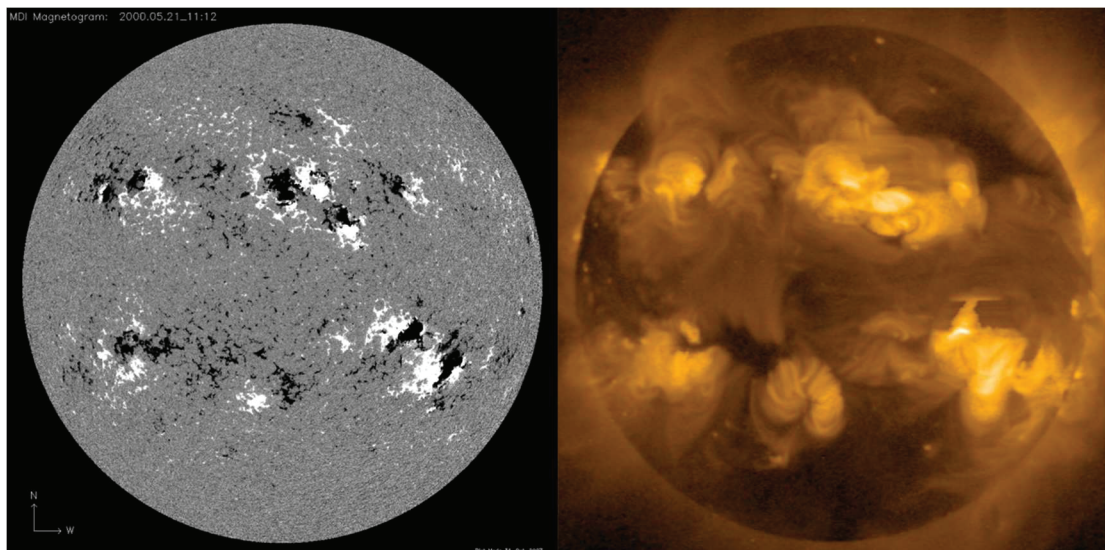


図1：SOHO/MDIによって得られたマグネトグラム（光球の視線方向磁場分布、左図）とようこう/SXTによる軟X線画像（右図）。[1]より転載。

2：太陽コロナ加熱理論の概要

図 1 にあるように太陽観測では足元の磁場やコロナの空間構造が分解できるので、コロナ加熱過程について詳細に調べられてきた。ここでは太陽物理学で非常に広く使われている、定常コロナの温度や密度を決める理論式について紹介する。

定常コロナでのエネルギーバランスを考えてみる。コロナは光球からの（磁場を介した）エネルギー注入によって加熱を受ける。しかしコロナでは電子による熱伝導が効率的に働き、コロナの熱が下層の遷移層（コロナと彩層の接続領域）へと運ばれてしまう。運ばれた熱は密度の高い遷移層～コロナ下部において放射冷却の形で外へと放出されていく。定常状態では、これら 3 つのエネルギーフラックス（加熱フラックス、熱伝導フラックス、放射冷却フラックス）が釣り合った状態になる。

コロナプラズマは基本的に磁力線に閉じ込められているので、一本の磁力線に対してこのエネルギーバランスを考えて良い。すると加熱と熱伝導冷却のバランスから、磁気ループの長さ l と加熱フラックス F_h の間に以下の関係式が求められる：

$$\left(\frac{l}{10^{10}\text{cm}}\right) \approx 10^{-2} \left(\frac{T}{10^6\text{K}}\right)^{7/2} \left(\frac{F_h}{10^7\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}}\right)^{-1}$$

T はコロナ温度、 l は磁気ループの長さを表す。

加熱フラックスを消去した形の式として以下のものが得られる（ただしここでは $T < 10^7$ K に限る）：

$$n \approx 10^{6.5} T^2 l^{-1} \text{ cm}^{-3}$$

ここで n は密度である。この係数はプラズマパラメーター（組成など）にのみ依存する量で、非常に一般的なものとなっている。この式（や関連する式も含めて）は、最初に導出した論文の著者の名前の頭文字をとって RTV scaling と呼ばれている[4]。この式の妥当性は観測で検証されており[5]、太陽コロナ加熱だけでなく銀河クラスターや前主系列星回りの降着円盤大気加熱にも応用されている[6,7]。

Shibata & Yokoyama 2002 [8] は RTV scaling を応用して、1 つの活動領域（図 1 で言うところの X 線で明るいまとまりの 1 つ）に対する関係式を導いた。サイズが L の活動領域から放射される X 線の Emission measure EM は、以下のように表される：

$$\text{EM} = f n^2 L^3 \text{ cm}^{-3}$$

ここで f は、活動領域コロナにおける X 線を出すプラズマの充填率を表し、典型的には 0.1 程度が良いとされている。この式に RTV scaling の一連の式を代入すると以下ようになる：

$$\begin{aligned} \text{EM} &\approx 10^{44} \left(\frac{f}{0.1}\right) \left(\frac{T}{10^6\text{K}}\right)^{\frac{15}{2}} \left(\frac{F_h}{10^7\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}}\right)^{-1} \text{ cm}^{-3} \\ &\approx 10^{44} \left(\frac{f}{0.1}\right) \left(\frac{A}{10^{20}\text{cm}^2}\right)^{\frac{15}{14}} \left(\frac{F_h}{10^7\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}}\right)^{-1} \text{ cm}^{-3} \end{aligned}$$

ここで A は活動領域の面積（ $\sim L^2$ ）を表す。これが 1 つの活動領域の物理量を関連づける理論式であり、観測的にもその妥当性が調べられている。

3 : 恒星コロナ観測への応用：複数黒点を持つ恒星コロナのスケーリング則の導出

現状では恒星コロナを空間分解して観測することはできず、我々の観測量には複数の活動領域の情報が含まれることになる。つまり、観測量は複数の活動領域からの寄与を、活動領域のサイズ分布にしたがって積分したもので表されるはずである。そこで我々は Shibata & Yokoyama 2002 で得られた 1 つの活動領域に対するスケーリング則を、太陽観測で調べられた（黒点などの）磁気要素のサイズ分布で重み付けして積分することで、複数の活動領域を持つ恒星コロナからの EM- T スケーリング則を導出した。今回積分で使う磁気要素のサイズ頻度分布として、Parnell et al. 2009 [9] で求められたべき分布を採用した。サイズ頻度分布を図 2 に示す。

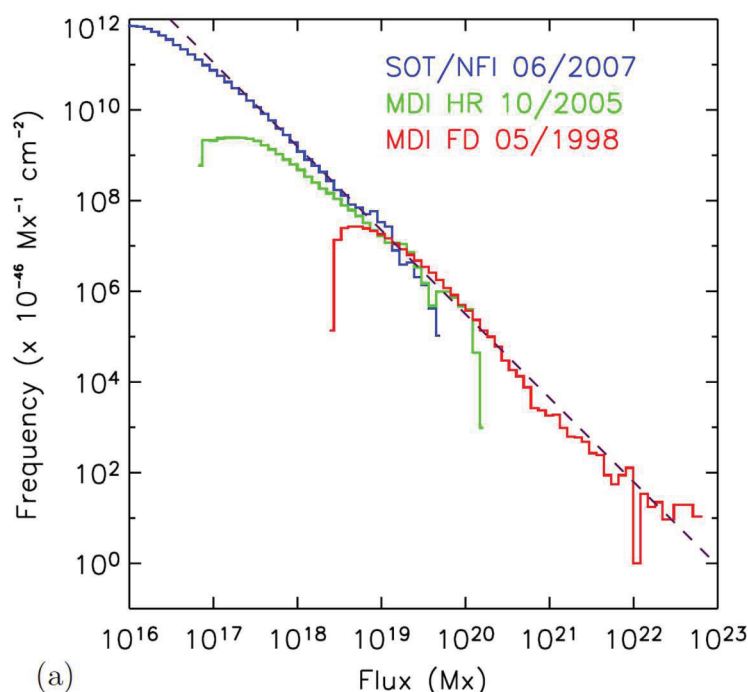


図 2 : 太陽観測から得られた磁気要素のサイズ頻度分布。Hinode/SOT（青）、MDI 高解像度データ（緑）、MDI 全画面データ（赤）から求められている。[9]より転載。

EM- T スケーリング則に加え、X 線光度 L_x と温度 T の間の L_x - T スケーリング則も導出した。こちらは Pevtsov et al. 2003 [10] で経験的に求められた磁束量と L_x の間のスケーリング則を用いており、いわば観測量で一部キャリブレーションした理論スケーリング則である。

4 : X 線観測

ここまで太陽コロナ加熱の理解に基づいて恒星の点源データに適用できる理論スケーリング則を導いてきた。次はそれを観測的に検証するべく、太陽と同じ G 型星の X 線データを解析した。今回は Tycho-2 スペクトルカタログ[11]と third XMM-Newton serendipitous source catalog [12] の間でクロスマッチングを取り、連星でない G 型星を選出した。その中には $L_x > 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$ の範囲に 4 天体見つかった。過去の研究でこの光度範囲の単独 G 型星は 1 つしか報告されていなかったのもので、この 4 天体を詳細に解析することにした。それ以下の X 線

光度の G 型星のサンプルは過去の出版論文から得ることになっている [13, 14, 15]。

5：X線観測に理論スケーリング則を適用

図3に観測結果と理論スケーリングを示す。グレーの丸印が太陽の極小・極大期に対する点であることを注意したい。実線が今回導かれた「恒星コロナも太陽と同じ黒点サイズ分布を持ち、太陽コロナと同じように加熱されている」と仮定して得られた理論線である。これを見ると、 $L_x \sim 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$ より暗い星はおおよそ太陽と同じスケーリング則に乗っていることがわかる。しかし、それより明るい星は太陽コロナのスケーリング則から外れている。コロナ温度が約 10MK で頭打ちとなり、 L_x や EM だけが增加するブランチに切り替わっていることが今回初めて明らかとなった。

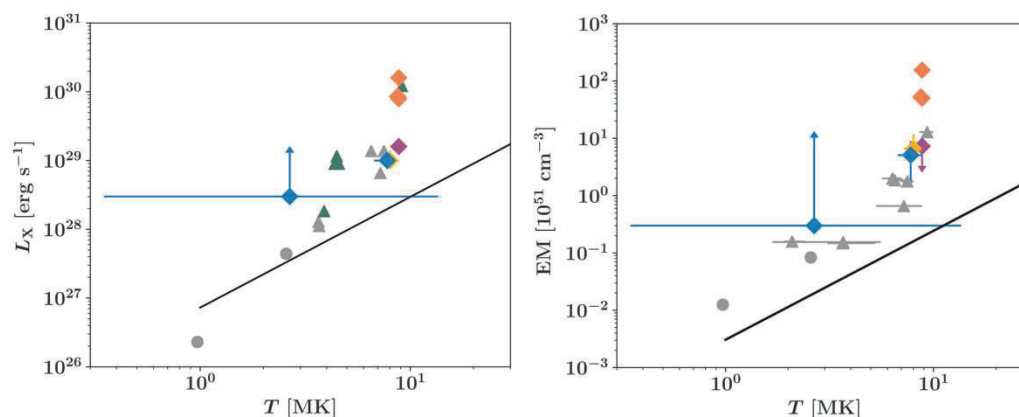


図3： L_x - T 関係（左）と EM - T 関係（右）。グレーの丸印は太陽の極小・極大期、グレーの三角印は Gudel et al. 1997 [13] から得た G 型星の ROSAT データ、緑色の三角印は Telleschi et al. 2005 [14], Johnstone & Gudel 2015[15] から得た G 型星の XMM-Newton データを表す。赤、紫、オレンジ、そして青の点は今回見つかった、X 線で明るい 4 天体を表す（同じ色の点は、異なる時期に観測された同じ天体のデータを表す）。実線は、今回導かれた理論スケーリング。

10MK という温度はどのように決まっているのだろうか？ 1つの可能性は、ビリアル温度である。つまり重力束縛できるプラズマの最大温度である（太陽だと 10MK 程度）。もう 1つの可能性は、RTV スケーリングに従うエネルギーバランスで決まっているというものだ。太陽半径程度の磁気ループサイズがある場合、RTV スケーリングから得られる温度も約 10MK になる。今回の観測では両者のどちらで温度が決まっているか決めることはできなかったが、他のスペクトル型の星を見ることで解決できるかもしれない。

$L_x \sim 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$ という明るさを示す星は、Pevtsov et al. 2003 の L_x -磁束量関係によると星全体が 100-200G の強い磁場に覆われている状態にあるようだ。つまりこのような星には太陽の静穏領域のような磁場が 1G 程度の領域は存在せず、至る所でフレアが起きる可能性がある。このような星はフレア研究に適しているので、多波長でモニター観測すると面白いだ

ろう。

6: まとめ

今回、太陽物理の理論と観測事実を恒星コロナ観測に応用した、太陽・恒星コロナ比較をする我々の研究 [16] を紹介した。この研究により、 $L_x \sim 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$ より暗い星は太陽と同じブランチに乗り、それ以上明るい場合は太陽のブランチから逸脱することがわかってきた。 $L_x \sim 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$ では星表面から静穏領域が消えるため、コロナの状態遷移が起きるのだろう。今後はこの状態遷移を詳細に調べていく予定である。

今回の理論スケーリングでは、他の G 型星も太陽と同じ黒点サイズ分布に従って黒点（磁気要素）を生成していると仮定して導出した。その結果、多くの G 型星が太陽と同じブランチに乗ることがわかった。つまり他の G 型星も太陽と同じ黒点サイズ分布を示している可能性が高い。このように X 線による恒星コロナ観測から星表面の黒点サイズ分布にも制限をつけることができたのは、大きな成果といえる。今後は、我々の理論を RSCVs のような連星系にも応用していきたい。近接連星系では恒星ダイナモが潮汐力の影響を受けて、単独星と異なる形で黒点生成をしている可能性がある。今回の理論を応用すれば黒点サイズ分布（べき分布の傾き）に制限をつけることができそうなので、単独星と連星のダイナモ比較ができるようになるかもしれない。

参考文献

- [1] Takasao, S., 2016, Ph.D. Thesis
- [2] Weber, E. J. & Davis, L. Jr., 1967, ApJ, 148, id. 217
- [3] Cohen, O. et al., 2015, ApJ, 806, id. 41
- [4] Rosner, R. et al., 1978, ApJ, 220, id. 643
- [5] Yashiro, S. & Shibata, K., 2001, ApJL, 550, id. L113
- [6] Makishima, K. et al., 2001, PASJ, 53, id. 401
- [7] Takasao, S. et al., 2017, ApJ, 847, id. 46
- [8] Shibata, K. & Yokoyama, T., 2002, ApJ, 577, id. 422
- [9] Parnell, C. E. et al., 2009, ApJ, 698, id. 75
- [10] Pevtsov, A. A. et al., 2003, ApJ, 598, id. 1387
- [11] Wright, C. O. et al., 2003, AJ, 125, id. 359
- [12] Rosen, S. R. et al., 2016, A&A, 590, id. A1
- [13] Gudel, M. et al., 1997, ApJ, 483, id. 947
- [14] Telleschi, A. et al., 2005, ApJ, 622, id. 653
- [15] Johnstone, C. P. & Gudel, M., 2015, A&A, 578, id. 129
- [16] Takasao, S. et al. 2020, submitted to ApJ

せいめい望遠鏡初期観測成果：

M 型星 AD Leo の恒星フレアの連続測光・分光観測

行方宏介¹，前原裕之²，河合広樹³，佐々木亮³，岩切渉³，坪井陽子³，野津湧太⁴，A. Kowalski⁴，本田敏志⁵，岡本壮師¹，野上大作¹，柴田一成¹，and OISTER team collaborations

¹ 京都大学，² NAOJ，³ 中央大学，⁴ CU Boulder，⁵ 兵庫県立大学

概要

恒星フレアとは、恒星表面での爆発・増光現象である。我々は、2019 年 3-4 月に、せいめい望遠鏡を含めた大学間連携/X 線観測装置 NICER 等により、M 型フレア星 AD Leo のモニタ観測を行なった。結果、10 個程度の巨大フレアを検出することに成功した。特に、最大級のスーパーフレアでは、H α 線のライン幅や、連続光に対する強度が大きく時間変化した。また、主星の自転に伴った光度変動も確認された。ここでは、これらの観測成果を報告する。

1：導入

恒星フレアとは恒星表面での爆発現象で、黒点付近の磁気エネルギーが熱・運動エネルギーといった形に解放されることで生じる。特に低温度星などは磁気活動性が高く、最大級の太陽フレアの 10 倍以上の規模のスーパーフレア現象も観測されている。近年、恒星フレアが生命生存環境に与える影響という観点から、及び極端現象に対する興味から、恒星フレアの性質に対する関心が世界的に高まっている。太陽フレアは長年の多波長観測によって多角的理解が飛躍的に進んできたが、恒星フレア研究では、発生確率の低さや同時観測の困難さなどの理由で多波長観測があまり行われておらず、その詳細な性質の理解は進んでいない。そんな中、2018 年に、近傍の恒星を長期間測光モニタ観測する TESS 衛星が観測を開始し、地上望遠鏡や X 線衛星とのシナジーが期待されている。

2：せいめい望遠鏡でフレア観測

我々は、京都大学 3.8m せいめい望遠鏡(図 1)を中心とした大学間連携(OISTER)に加え、TESS 衛星、X 線望遠鏡 NICER を用いて、近傍の M 型フレア星 YZ CMi、AD Leo、EV Lac のモニタ観測を行なってきた。

結果、OISTER(主に H α 線)と TESS/NICER の連携により、約 30 個もの恒星フレアを多波長同時観測することができた(内、TESS は約 20 個、NICER は約 10 個) ([1])。中には、H α 線や X 線では増光が観測されるものの、可視連続光では増光が非常に弱いフレアもあり、フレア毎にエネルギー分配が異なることが示唆された。また、可視連続光の増光に対応して、低分散分光した H α 線の輝幅幅が広がる現象が観測され、フレア大気における高密領域の形成・時間変化が示唆された(図 1 の右図のフレア, [2])。

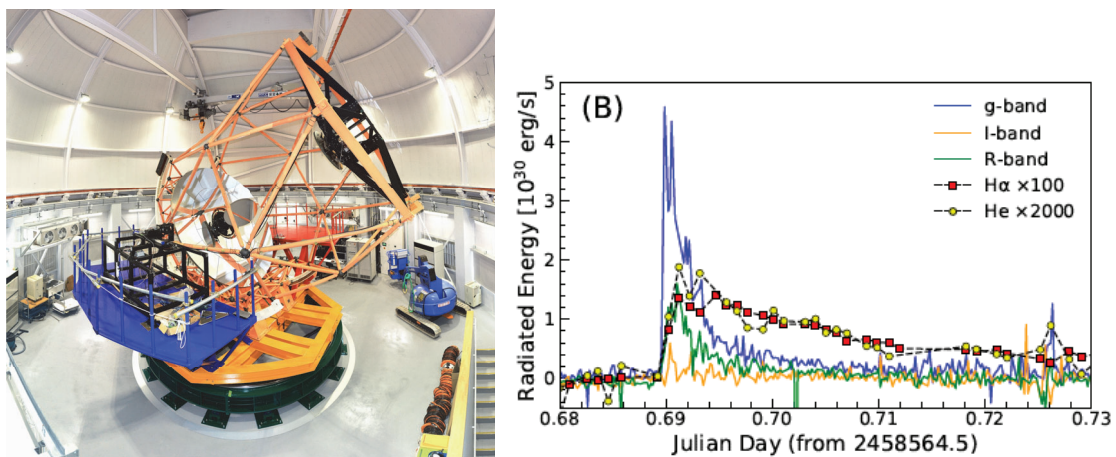


図 1 : (左)完成したせいめい望遠鏡(右)せいめい望遠鏡で観測された恒星フレア。

参考文献

- [1] Namekata et al. 2020 in preparation
- [2] Kowalski et al., 2017, ApJ, 837, 125

光赤外線天文学大学間連携と TESS による M 型フレア星の 測光・分光同時観測

前原 裕之¹, 本田 敏志², 野津 湧太³, 野津 翔太⁴, 行方 宏介⁵, 幾田 佳⁵, 野上 大作⁵, 柴田 一成⁵, 山中雅之⁵, 他光赤外線大学間連携メンバー

¹ 国立天文台, ² 兵庫県立大学, ³ University of Colorado, ⁴ Leiden Observatory, ⁵ 京都大学

概要

我々は、恒星フレアの高時間分解能の測光分光同時観測を目的として、頻繁にフレアを起こす活動性の高いフレア星の 1 つである YZ CMi が TESS によって観測される期間に、光赤外線大学間連携の枠組みを活用したキャンペーン観測を行ったので、その結果を報告する。我々の観測から、H α 線では増光するものの可視連続光での増光が非常に小さいフレアと、H α 線と可視連続光の両方で明瞭な増光を示すタイプのフレアがあり、前者はフレアのタイムスケールが長く、後者は短いという特徴があることが分かった。また、我々の観測で検出したフレアのうち、タイムスケールが長く可視連続光での増光が小さいフレア中には H α 輝線の線輪郭に青方偏移した超過がみられた。

1 : Introduction

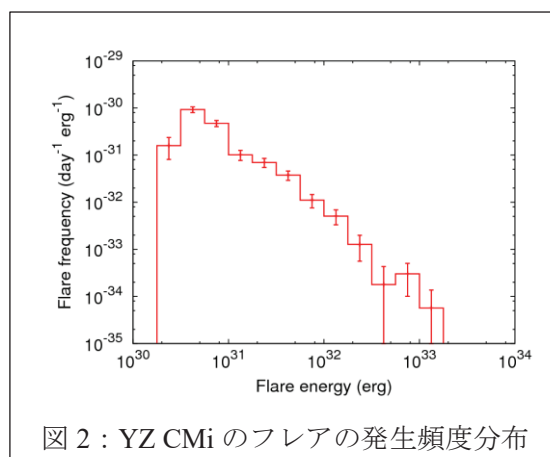
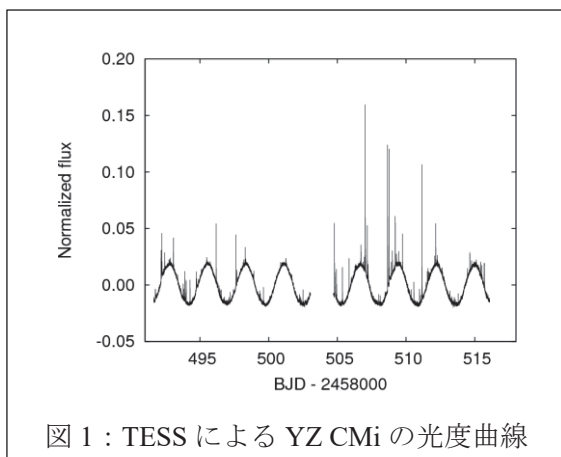
太陽フレアは太陽大気(コロナ)中で起こる爆発現象で、太陽黒点付近で発生し、電波から硬 X 線まで幅広い波長において突発的な増光現象として観測される[1]。太陽以外の恒星(主に晩期型主系列星や近接連星, YSOs)においても同様のフレアが起こることが知られている[2]。太陽/恒星におけるフレアは、黒点付近に蓄えられた磁気エネルギーが磁気リコネクションによって熱やプラズマの運動エネルギーとして解放される現象であると考えられている[3]。太陽/恒星フレアに伴って H α 線など彩層線が輝線として観測されるが、この彩層からの輝線の線輪郭に非対称(線輪郭の赤側や青側に超過)が観測されることがある[4, 5]。これらは磁気リコネクションによって生じた高エネルギーの電子ビームが彩層に突入し彩層を下方へ圧縮する際に生じる下降流や、彩層蒸発によって生じる上昇流、プロミネンス噴出などによって生じているのではないかと考えられているが、詳しい原因はまだよくわかっていない。本研究では M 型星で生じるフレアによって、H α 輝線の線輪郭に非対称が生じるのはフレアのどのタイミングなのかを調べることを目的として、TESS による YZ CMi の観測時期に合わせて、光赤外線天文学大学間連携の枠組みで YZ CMi の測光分光同時観測を行ったのでその結果を報告する。

2 : Observation

TESS による観測は 2019 年 1 月 7 日から 2 月 1 日までの間のうち 22 日間にわたって行われた。このうち、我々は 2019 年 1 月 16-18 日の 3 夜に、MITSuME 50cm 望遠鏡による 3 色同時測光とかなた 1.5m 望遠鏡による低分散分光観測、2m なゆた望遠鏡による中分散分光を行った。表 1 に観測ログを示す。

表 1：大学間連携による観測のデータ点数

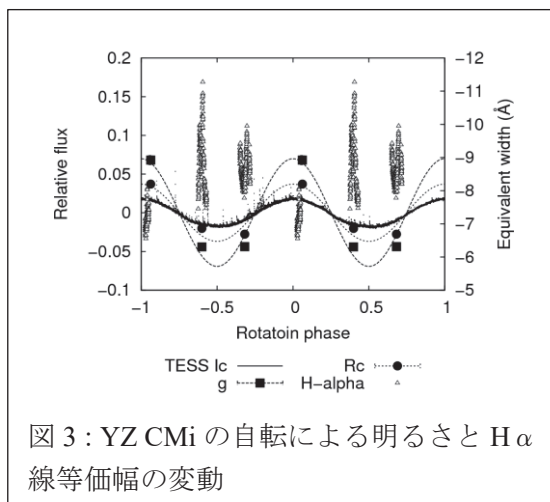
Telescope/Instrument (Observing mode, etc)	1 月 16 日	1 月 17 日	1 月 18 日
MITSuME 50cm (photometry; g', Rc, Ic)	590	123	853
Kanata 1.5m / HoWPol (spectroscopy; R~400)	224	88	186
Nayuta 2m / MALLS (spectroscopy; R~8000)	54	No Obs.	51



3：Results and Discussion

TESS による光度曲線(図 1)からは 194 個のフレアが検出された。検出されたフレアの bolometric energy は 10^{30} - 10^{33} erg の範囲であった。発生頻度分布(図 2)はべき関数型の分布を示し、べき指数は-1.8 であった($dN/dE \propto E^{-1.8}$)。これは太陽フレアや恒星フレアの発生頻度分布のべき指数と同程度[6, 7]である。TESS による光度曲線には YZ CMi の自転による周期 2.774 ± 0.014 日の変光も観測された。MITSuME による g', Rc および分光観測による H α 線の等価幅も自転に伴う変動が検出されており(図 3)、連続光の変動の振幅は短波長側ほど大きいことが分かった。また、H α 線の等価幅の変動と可視連続光の変動は反相関の関係がみられ、可視連続光で暗い時に H α 線の等価幅が増大することが分かった。このことは、可視連続光の変動は自転によって黒点が見え隠れすることにより生じ、黒点周辺の活動領域では彩層からの輝線が放射され H α 線等で明るくなっていることを示唆する。

大学間連携の観測を行った 3 夜のうち、1 月 18 日には H α 線の増光を示すフレアが 2 つ検出された(図 4 a)。この 2 つのフレアは、H α 線等価幅の変動の振幅は同程度であったが、うち Flare A では可視連続光の増光がほとんど見られなかった。一方、Flare B では MITSuME と TESS による g', Rc, Ic のすべて



で増光が検出された。Flare B について、これらのデータから求めたフレア成分の色温度は 6300 ± 700 K 程度だった。また、Flare A では $H\alpha$ 線と $H\beta$ 線の等価幅の変動振幅は同程度だったのに対し、Flare B では $H\beta$ 線の等価幅が $H\alpha$ 線の等価幅よりも大きな変動を示した。また、 $H\alpha$ 線の線輪郭に着目すると、Flare A では -40 km/s 程度青方偏移した超過成分がみられたのに対し、Flare B においては線輪郭の明瞭な非対称は観測されなかった(図 5)。

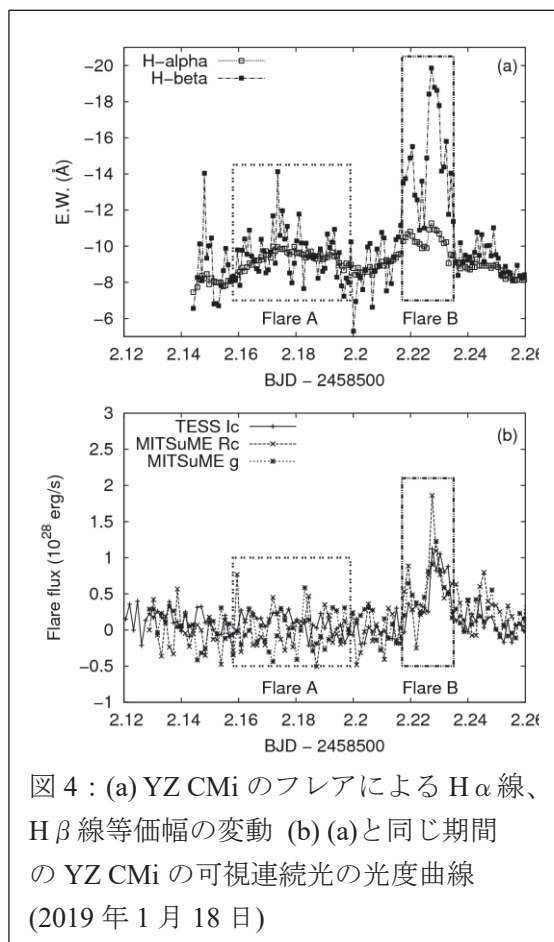


図 4 : (a) YZ CMi のフレアによる $H\alpha$ 線、 $H\beta$ 線等価幅の変動 (b) (a)と同じ期間の YZ CMi の可視連続光の光度曲線 (2019 年 1 月 18 日)

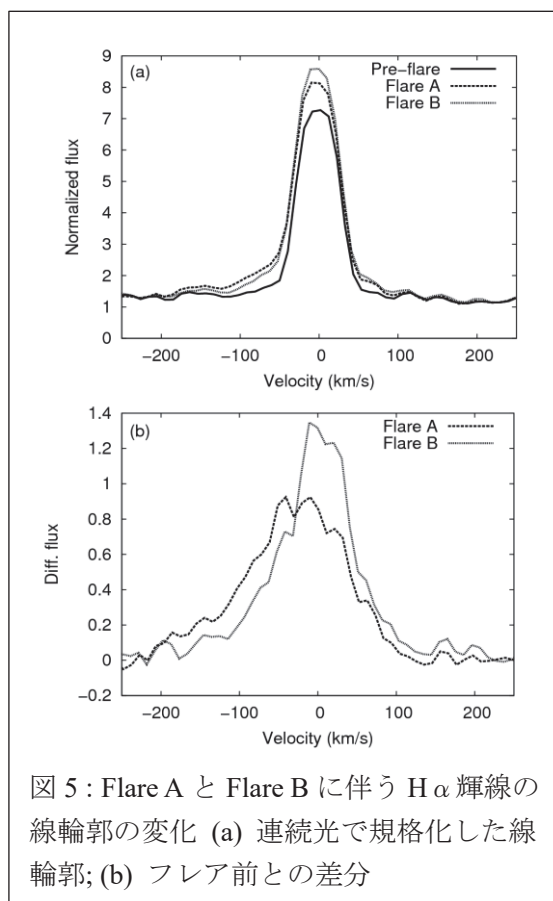


図 5 : Flare A と Flare B に伴う $H\alpha$ 輝線の線輪郭の変化 (a) 連続光で規格化した線輪郭; (b) フレア前との差分

Flare A と Flare B では $H\alpha$ 線の増光の振幅自体は同程度であるが、可視連続光の増光が非常に小さい Flare A ではフレアのタイムスケールが 65 分程度と長いのに対し、可視連続光の増光がみられた Flare B では連続光およびバルマー線の増光のタイムスケールは 10 分程度と短かった。太陽フレアにおいては、同程度の GOES X-ray class のフレアにおいて、フレアのタイムスケールが短いフレアの方が白色光フレアを伴う確率が高い傾向が報告されている [8]。このことは、太陽フレア/恒星フレアとも、より短時間のうちに磁気リコネクションによるエネルギー解放が起こるフレアの方が可視連続光での増光を起こしやすいことを示唆している。

4 : Conclusion

TESS の観測期間に光赤外線天文学大学間連携によって行った YZ CMi の観測から以下のことが分かった。

- (1) 自転によると思われる周期 2.774(14)日のサインカーブ状の変光がみられ、可視連続光では波長が短いほど変動の振幅が大きい。一方で、自転に伴う $H\alpha$ 線の強さの変動は可視連続光の明るさとは反相関を示し、可視光で暗い時期に $H\alpha$ 線が強くなる傾向がみられた。このことは、可視連続光の変動の原因と考えられる黒点の近くに活動領域があり、 $H\alpha$ 線などでは明るくなっていることを示唆する。
- (2) 分光観測から $H\alpha$ 線でのフレアを 2 つ検出した。このうち一方(Flare A)は可視連続光の増光が弱く、フレアのタイムスケールが長く、また、 $H\alpha$ 線と $H\beta$ 線の等価幅の変動振幅が同程度であったのに対し、もう一方(Flare B)では可視連続光の増光がみられ、フレアのタイムスケールが短く、かつ $H\beta$ 線の等価幅は $H\alpha$ 線の等価幅よりも大きな振幅の変動を示した。太陽フレアでも同様の観測結果が報告されており、フレアのタイムスケールと可視連続光の増光の有無に関連がある可能性がある。
- (3) 可視連続光の増光が弱い Flare A では、 $H\alpha$ 輝線の線輪郭に青方変異した超過成分がみられたのに対し、可視連続光の増光を示した Flare B では青方偏移した超過成分はみられなかった。

参考文献

- [1] Kane, S. R. 1974, Coronal Disturbances, 105
- [2] Pettersen, B. R. 1989, Sol. Phys., 121, 299
- [3] Shibata, K., & Magara, T. 2011, Living Reviews in Solar Physics, 8, 6
- [4] Ichimoto, K., & Kurokawa, H. 1984, Sol. Phys., 93, 105
- [5] Honda, S., Notsu, Y., Namekata, K., et al. 2018, PASJ, 70, 62
- [6] Aschwanden, M. J., & Freeland, S. L. 2012, ApJ, 754, 112
- [7] Davenport, J. R. A., Covey, K. R., Clarke, R. W., et al. 2019, ApJ, 871, 241
- [8] Watanabe, K., Kitagawa, J., & Masuda, S. 2017, ApJ, 850, 204

新 RS CVn 型フレア星 V881 Per について

大島 修¹, 前野 将太²

¹岡山理科大学, ²美星天文台

概要

新しくフレア活動が発見された食連星系 V881 Per の分光分類と観測されたフレアのエネルギー見積り、及び光度曲線解析により得られた黒点と白斑の変化の様子について報告する。

1: はじめに

昨年の美星町で開かれた本研究会で、大きな O'Connell 効果（食連星系における光度曲線の 2 つの食外/極大の光度が異なる現象）を示すこの食連星系に、これまで見つかっていなかったフレア活動を 3 例観測したことを報告した（文献[1]）。

これまで、この系を含み大きな O'Connell 効果を示す 2 つの近接連星系を調べてきた。O'Connell 効果自体は様々な原因が考えられるが、これらの系では巨大黒点及び巨大白斑が存在しているためと考えられる。

- TZ Boo (W UMa 型、 $P=0.29d$) フレアは全く観測されていない

2016 年 赤澤さんの観測光度曲線解析すると巨大黒点と巨大白斑がある（文献[2]）

黒点の位置・サイズが数日の時間スケールで変化している(観測頻度は V881Per より多い)

- V881 Per (分離型 $P=0.37d$) フレアが発生

巨大黒点や巨大白斑が存在

同じように巨大黒点がありながら、フレアが起こりやすいものと起こりにくいものがあるのはなぜか？という疑問がある。

しかし、この V881 Per は、これまで知られていた分光分類によればバルマー輝線を持たず WTTs ではなく K0IV とされている（文献[3]）。準抛星 K0IV の半径は太陽半径の数倍はあるはずであるが、一方光度曲線解析から得られた連星系パラメータは分離型であり対応する成分星の質量半径はともに太陽以下（文献[4]）であり、両者との間に矛盾がある。そのため、フレア星としてのタイプが確定できなかった。そこで美星天文台で中分散スペクトルを観測し、分光分類の確定を目指した。また、検出したフレアに輻射補正を施しエネルギーの見積りを改訂した。さらに、得られた 46 夜の光度曲線を spot model で解析し、黒点と白斑の位置とサイズを推定した。

2: 分光分類

スペクトル観測は、2019 年 2 月 13 日に美星天文台 101cm 望遠鏡の分光器を中分散モード ($H\alpha$ 付近での波長分解能 15000) で行った (図 1)。その結果、分光分類の教科書（文献[4]）

を参考にし、次のような判定基準に基づき、この系の分光型を判定した。

(1) 温度の判定基準

- CaI4226 の強度
- 水素と金属線の強度比に注目 FeI4046/H δ , FeI4144/H δ , 及び FeI4383/H γ ,
- 次の3線の強度比 FeI4250/CrI4254/FeI4260
- CaII H+K 線 吸収線の底が上がっていて、線中心に輝線が見えている→彩層活動を示す”k”

これらの特徴から K0 で k (彩層活動)

(2) 光度階級の判定基準

- 絶対等級線 SrII4216 と FeI4046, 4064, 4072 の強度比
- 絶対等級線 SrII4077 とその近隣の FeI ラインとの強度比
- CN バンドヘッド 4215 の吸収の度合い
- G バンドの吸収の度合い

これらの特徴から主系列 V

結論 →V881 Per は K0V k と分類され、フレア星としては RS CVn 型である。

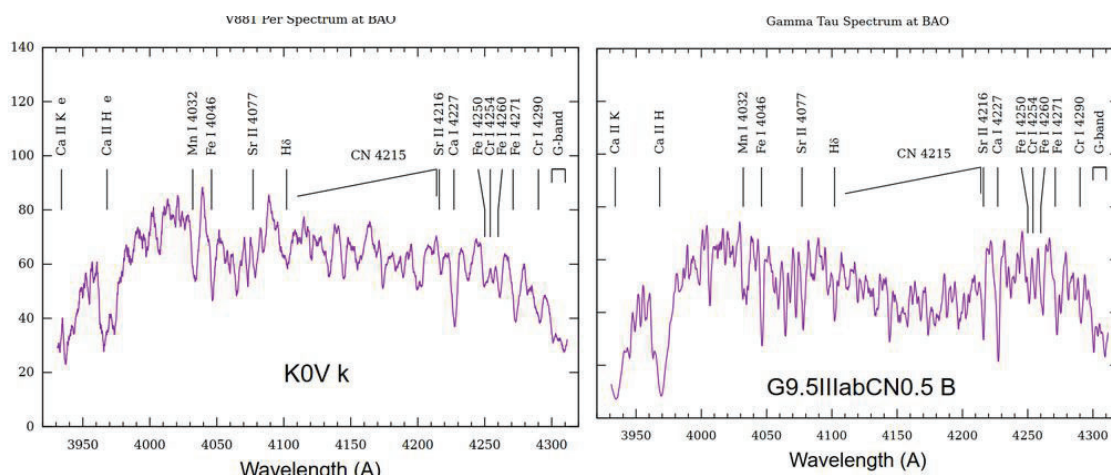


図1 V881 Per のスペクトル 比較のために γ Tau のスペクトルを示す

3: フレアの輻射補正、エネルギー見積り及びフレア発生頻度

昨年の発表では測光バンドごとでのエネルギーを見積もったが、今回はフレア光を 9000K の黒体放射で近似することで輻射補正を行い、全輻射エネルギーを見積った。

(1) フレアの光度曲線 (フレア発生夜の前後の夜に得られた光度曲線のフレア発生時に対応する位相のレベルを差し引いた後の値) を、静穏時の光度で規格化し、その光度曲線の面積を求めると、そのフレアは恒星の静穏時のフラックスの何秒間分に相当するかが計算できる。これを等価継続時間 Equivarent .Duration1 と呼び、P sec で表す (文献[5])。

(2) 測光バンド C におけるフレアのエネルギー E_c は、

$$E_c = 2\pi d^2 \times 10^{-0.4m_c} \times \Pi_c \times P$$

ここで d はその恒星までの実距離[cm]、 m_c はその星の測光バンド c での静穏時の見かけの等級、 Π_c は測光バンド c における見かけの等級 0 等の大気外でのフラックス ($\Pi_B=6.40 \cdot 10^{-9}$, $\Pi_V=3.75 \cdot 10^{-9}$, $\Pi_{Rc}=2.25 \cdot 10^{-9}$, $\Pi_{Ic}=1.23 \cdot 10^{-9}$ 各単位は[erg cm⁻² sec⁻¹ Å⁻¹] 文献[6]) で、フレア光は太陽系間の距離を半径とする半球に等方的に放射され、かつ星間減光は受けていないと仮定した。距離は、ガイア衛星のデータ 123pc (Gaia DR2)を使った。

(3) 9000K の黒体放射で輻射補正を行うと、2018 年 10 月 24 日のフレアでは、B バンドの観測から:1.21x10³³ erg、V バンドから 2.27x10³³ erg、R バンドから:2.65x10³³ erg という値になった。黒体近似が正しければどのバンドから求めたものも同じ値になるはずであるが、これらの違いは、そのままこの近似法の見積もりの誤差を示していると考えられる。ここでは平均して 2.04x10³³ erg とした。

フレア発生頻度としては、
2012 年は 9 日間 52.8 時間で 1 個、2018 年は 40 日間 265.9 時間で 2 個検出したので、この星では、106 時間で 10³³erg 級のフレアを 1 個検出することが期待できる。

4：フレア発生時の黒点位置と見え方（予備的報告）

フレア直前/直後の光度曲線から光度曲線解析(Phoebe の spot model)により黒点位置とサイズを推定し、見え方を検討した。

連星系の基本的なパラメータは、唯一の光度曲線解析である Zola et al(文献[7])のモデルを採用し、一部を修正して使用した。

光度曲線解析に使ったのは Phoebe Ver.0.31a であるが、なぜか今回は非常に不安定で、観測された光度曲線とのフィッティングの際にパラメータ最適化を自動で連続的に追い込めないトラブルが発生した。そこで、spots の緯度は赤道上に固定し、経度と半径を 5 度刻みの値を手入力し、1 回ずつ計算させ、光度曲線をおおよそフィットできる値を見積もった。その結果を図 2 に示す。

	JD			
long (deg)	405	413	442	486
5			-25	
100		-30		
120	-30		-30	
150				-15
250	+15	+5	-5	

数字は半径を度で表す。マイナスはCool spot、正数はHot spotを表す

次に、これらの黒点/白斑の時間変化を調べてみた(表 1)
80 日間で大きく次の 2 グループの黒点/白斑が存在しているらしいことがわかる。

経度 100-120 度のグループと経度 250 度付近のグループ。後者は、白斑から黒点へ変化しているようだ。はっきりしたことを言うためには、光度曲線解析自体をもう少し精度良く追求する必要がある、今後の課題としたい。

表 1 黒点/白斑の位置とサイズの変化

数字は度で表した spot 半径を示す。正数は hot spot を、負数は cool spot を示す。

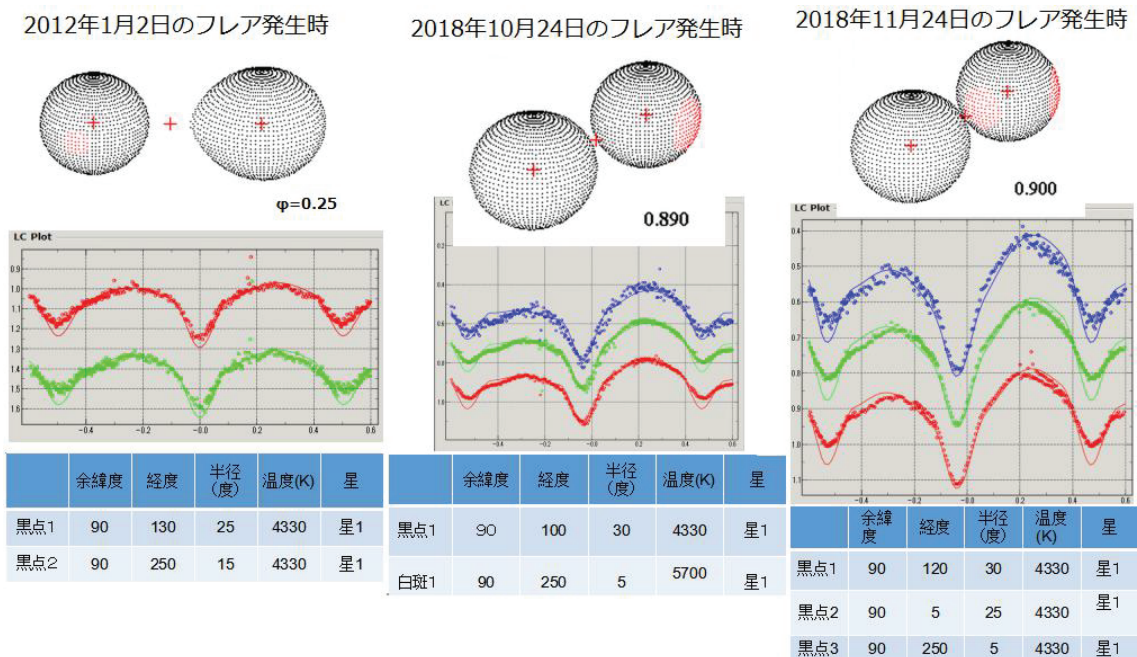


図 2. 光度曲線解析から求めたフレア発生時の黒点/白斑の位置

参考文献

- [1] 大島修,2018, 連星系・変光星研究会 2018 web サイト
https://home.hiroshima-u.ac.jp/uemuram/rensei18/rensei18_Ohshima.pdf
- [2] 大島修、赤澤秀彦、藤井貢(2016) 連星系・変光星研究会 2016 web サイト
<http://user.keio.ac.jp/~mariko/conference/16binary.proceedings/3.ohshima.pdf>
- [3] Li&Hu, 1998, A.A.supl., 132, 173
- [4] Gray & Corbally(2009) "Stellar Spectral Classification" Princeton U. P.,259-264
- [5] Andrews ET AL., 1969, IBVS 326
- [6] Bessell 1979, PASP, 91,589
- [7] Zola et al.2014, MNRAS 437, 3718

SS Cyg の変光パターン

(2013-15 年期と 2019 年期を比較して)

赤澤秀彦

赤澤船穂観測所 (倉敷)

1 はじめに

赤澤船穂観測所は倉敷市にある私設の天文台で、20cm から 35cm の望遠鏡 6 台で測光と分光観測を行っています。

SS Cyg の観測は 2013 年 3 月から 2015 年 10 月まで連続観測をしましたが、2019 年 8 月に Facebook で観測の呼びかけがあったことを機に、観測を再開しました。



2 SS Cyg とその観測について

SS Cyg 21:24:42.79+43:35:09.9 (2000.0) Mag.range 7.7-12.4V(VSX)

C1=GSC 3196-0785 C2=GSC 3196-0857

数十日の期間で増減光を繰り返し、比較的明るいので観測しやすい。

観測は主に 20cm シュミットカセグレ+SBIG ST-9XE+Rc と

多色測光は 28cm シュミットカセグレ+Moravian G2-1600 で行った。

3 2019 年期の観測結果

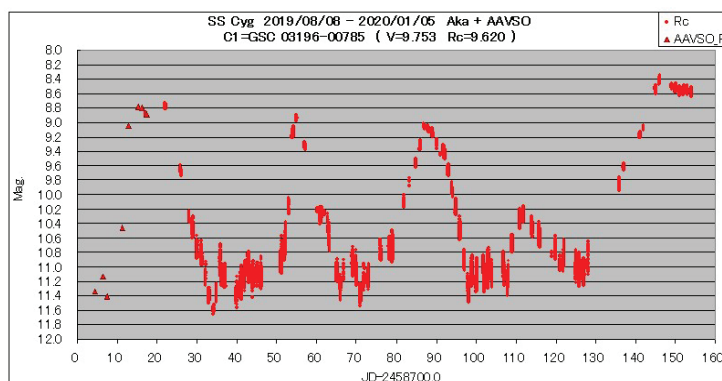
8/21 から V と Rc で観測を行った。

(今回は Rc の結果で議論した。)

今期はアウトバーストの形がずいぶん異なっていることが分かり、

AAVSO の直前のデータも加えて考察した。

5 回とも異なる変光パターンで、
4 回目はピークの低いアウトバーストになり、5 回目はピーク付近が長く続く特異的なアウトバーストとなりそうである



(1) アウトバーストのタイプ

アウトバーストのはじまりを横軸 0 にしてアウトバーストのタイプを比較する。

アウトバーストの期間(日)

a=25, B=15, C=25, d=20, e=40 程度

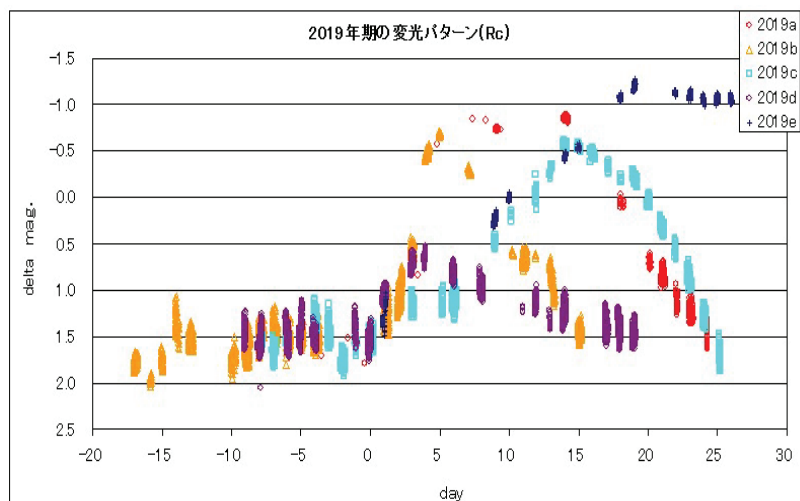
a と b は急激に増光している。

変光周期 30-35 日 e>40 日?

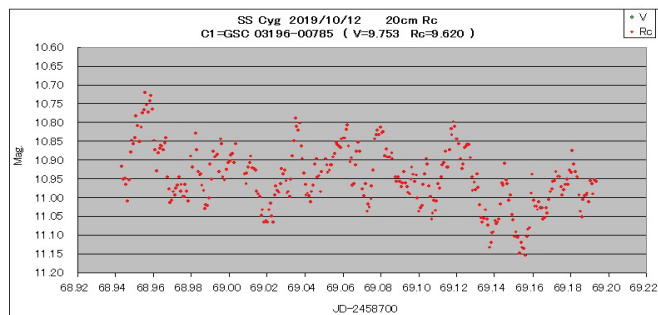
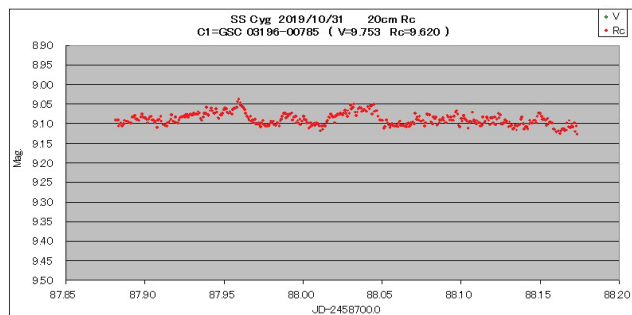
静穏期も不安定

4 回目 d はピークが低い

5 回目 e は静穏状態からすぐにアウトバーストが始まっている。



(2) 短時間変動 短時間変動の幅は静穏期に大きくなる。

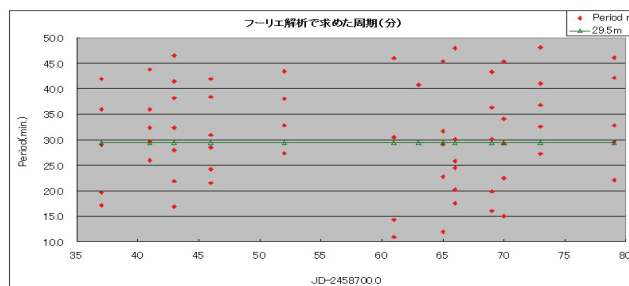
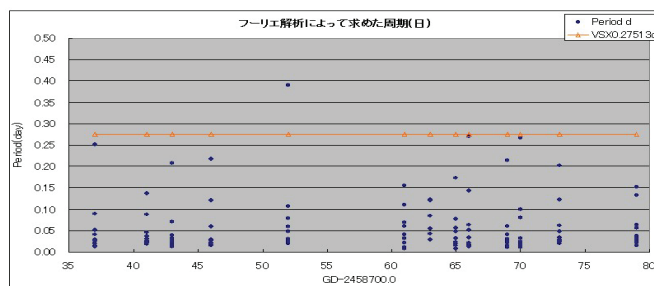


(3) 短時間変動の周期について

短時間変動の顕著な **9/10,14,16,19,25,10/4,6,8,9,12,13,16,22** の **13** 日間について、Period04 を使って周期解析を行った。それぞれの日について、周波数 **10** 個まで求めた。

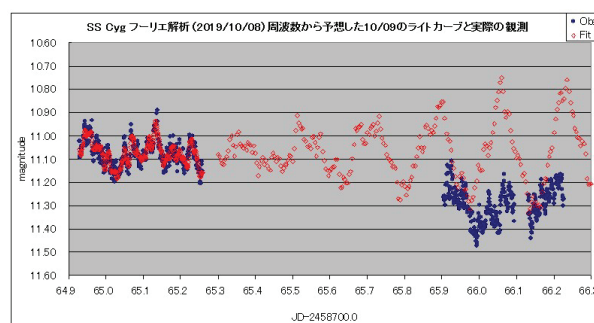
観測日ごとの計算結果（周期）から共通する周期を探した。

VSX の変光周期 **P=0.2751d** は出てこない。共通している周期は約 **29.5** 分。



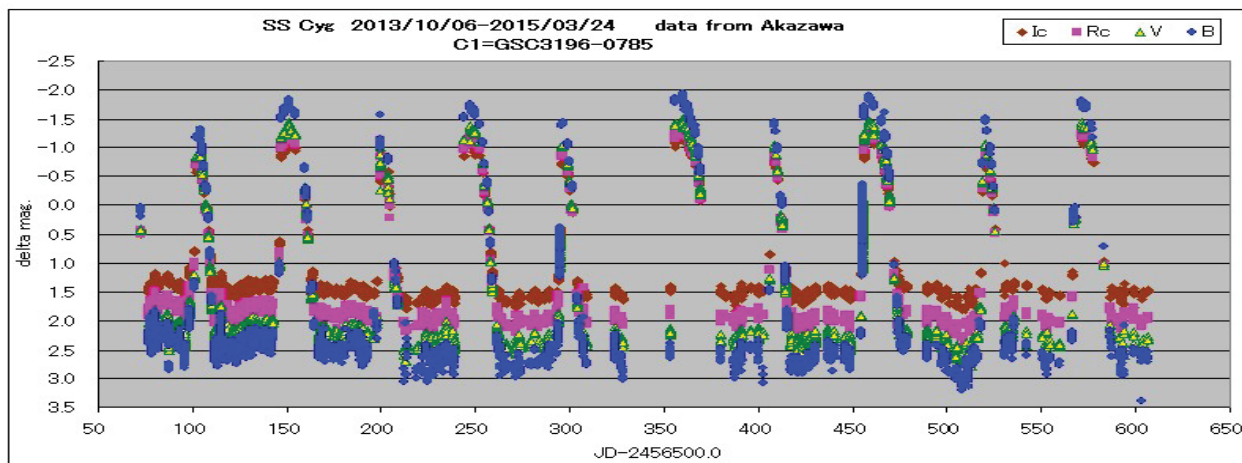
(4) 同じ周期が続いていくのか

2019/10/08 の周波数解析による **fitting** を翌日まで延長し、短時間変動のパターンが翌日以降につながるかどうか調べた。結果は発散してしまい、同じ周期性は続いていることはないが、いくらかは共通する変光パターンが続いている可能性も考えられる。



4 2013-15 年期の観測

B,V,Rc,Ic で約 1 年半に渡って観測を行い、10 回のアウトバーストを観測した。



(1) 2013-15 年期的変光パターン

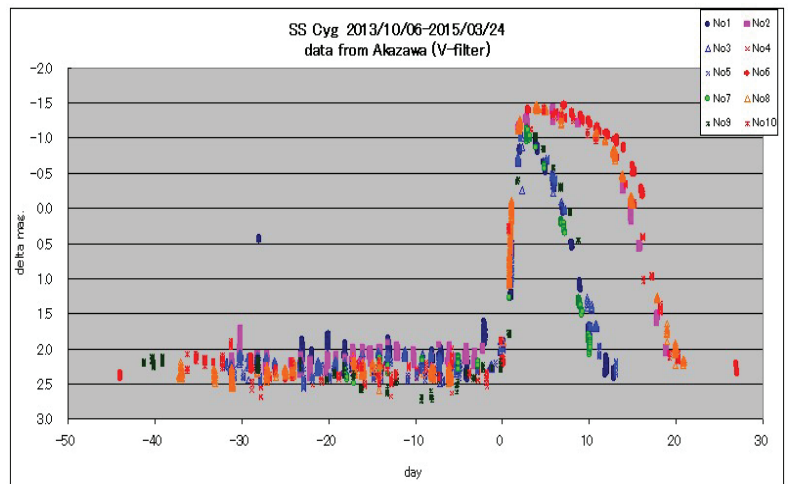
アウトバーストは2つのパターンが交互に現れている。

アウトバースト期間

約 12 日と約 20 日

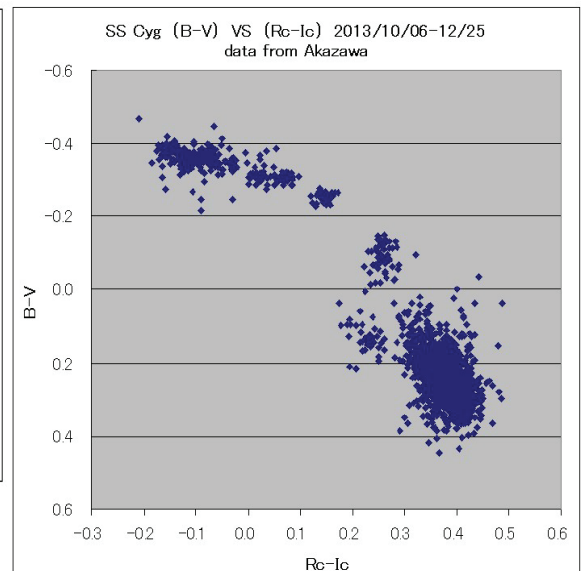
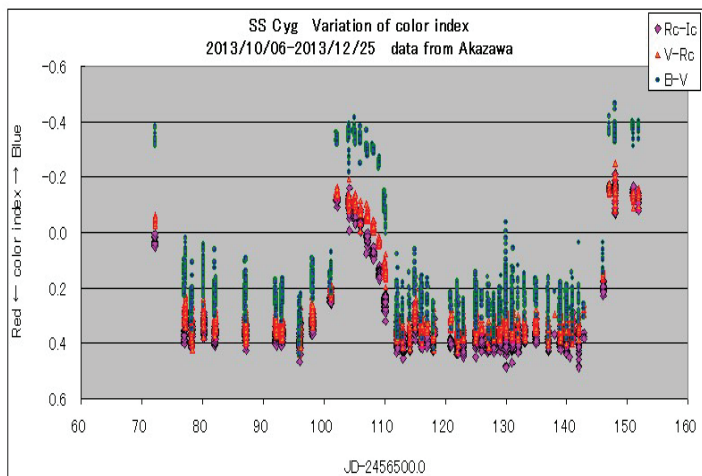
変光周期 約 50 日

静穏期 長く安定



(2) アウトバーストに伴う色の変化

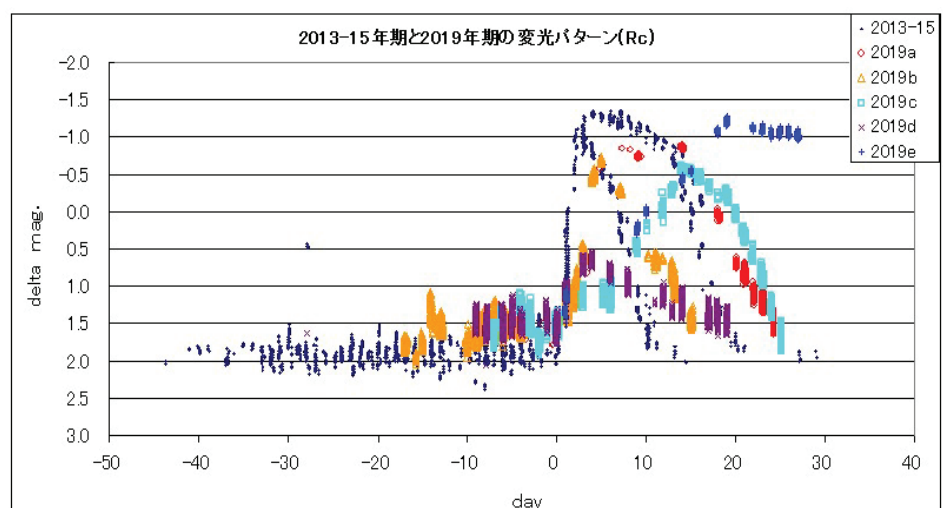
アウトバーストに伴い短波長側が強くなる。アウトバーストのピークでは青が強くなり高温になる。



5 SS Cyg 2013-15 年期的と 2019 年期的の比較

2013-15 年期的と 2019 年期的では、アウトバーストのパターンや変光周期や静穏期の状態が大きく異なっていた。これまで 2013-15 年の観測から、SS Cyg のアウトバーストには2つのタイプがあると思いこんでいたが、変光の様子はシーズンによって大きく変わってきていることが分かった。

当初は今期のアウトバーストのパターンを 2013-15 年期的の 2 つのタイプと比較しようと考えたが、タイプを決めること自体に、無理があることが分かった。



6 まとめ

2013-15 年期は2つのアウトバーストのパターンが交互におこり、全体として安定していた。

2019 年期は観測した5つのアウトバーストの形が全て異なった。特に4回目のアウトバーストはレベルが今まで

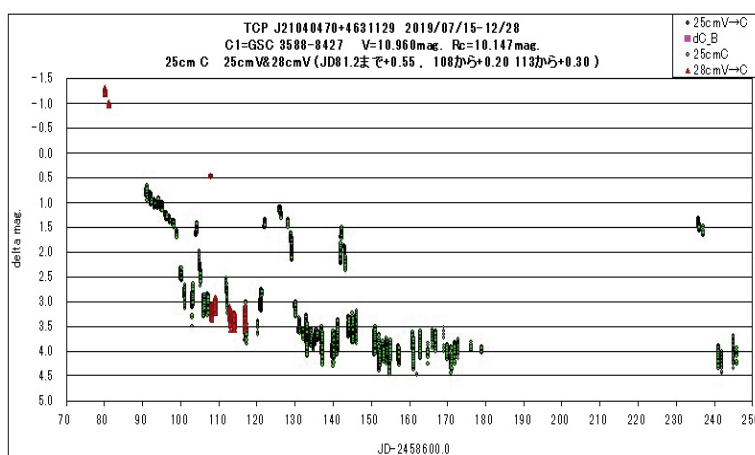
になく低く、その後静穏状態に落ち着く間もなく5回目のアウトバーストに入り、ピークからの減光は非常にゆっくりしていて、特異的なパターンが続いている。全体として2019 年期は非常に不安定であった。

	2013-15年期	2019年期
アウトバースト	2パターン 約12日、約20日	5パターン？ 約15,20,25,40?日
増光期	急増光	やや急増光 緩やか(2段階増光も)
静穏期	長く安定	短く不安定
変光周期	約50日	30~35~40?日

追補1 TCP J21040470+4631129

今期観測した興味深い星をいくつか紹介した。

そのうち TCP J21040470+4631129 の観測結果について、再増光の始まりのときに、スーパーハンプの底の部分に食を思わせるような減光が観測されたことを報告したが、検証の結果リアルな現象とは考えにくいと結論した。その後12月に3度目のアウトバーストを起こしている。



追補2 船穂天文台の年間観測日数

CCD 観測を始めた2007年から、有効なデータが得られた観測日数をカウントしている。

2019年はこの研究会当日までの年間230日であったが、12月末までの集計で2017年の年間最多記録234日を抜いて年間247日の最多記録更新となった。



7 おわりに

SS Cyg は研究し尽くされていると聞きました。しかし、実際に観測してみると自分のデータからいろいろなことが見えてきて、やめられなくなりました。小さな望遠鏡でも長期に観測を続けていくことにより、奇妙な現象にぶつかることがよくあります。このワクワク感がなんともいえません。小口径望遠鏡の有効活用を模索されているアマチュア天文家の方に参考になればと願っています。

私の過去の観測例はホームページ <http://akazawa-hide.sakura.ne.jp/> で、

最近の観測は Facebook の <https://www.facebook.com/akazawa.hide> で紹介しています。

GSC 3807-0759 (5 重星?) でフレアを検出

笠井潔(VSOLJ) 赤澤秀彦(赤澤船穂観測所、倉敷市) 大倉信雄(妹尾観測所、岡山市)

我々は GSC 3807-0759 を 2019 年 2 月から約 60 日にわたって観測し、その間 2 度フレアを検出した。2018 年の連星系、変光星、低温度星研究会において大島修氏が V881 Per のフレアについて報告し、検出されたフレアのエネルギーを算出しておられたが、その手法にしたがって今回のフレアのエネルギーを算出することができたので報告する。

1. イントロダクション

GSC 3807-0759 は 5 重星かもしれないと話題になった星で、Koo et al. 2014 によればこの系は 2 つの食変光星、V441 UMa と V442 UMa (両食変光星は 2 秒角離れている) と第 5 の星を含むことがわかっており、V441 UMa は周期 1.3055 日の EA、V442 UMa は周期 0.2277 日の EW である。2015 年には Lohr et al. の別の論文も発表されたが、これら 2 つの論文にはフレアについての記載はない。(今後 GSC 3807-0759 で系全体を、EA で V441 UMa を、EW で V442 UMa を指すことにする)

なお、両論文は GSC 3807-0759 は 5 重星かもしれないと述べているが、Gaia Data Release 2 によれば EA の方は距離 42.6 pc (40.3-45.2)、EW の方は 69.9 pc (69.6-70.1) とあり、誤差の範囲を考慮しても両食変光星は少なくとも 24 pc 離れているうえに、固有運動にも差があり、現在物理的に繋がりがあるとは考えにくく、2 つの食連星が偶然ほとんど同じ方向に見えているということになる。

2. 観測、リダクション、測光

観測機材は赤澤は 25 cm シュミットカセグレン+ ST-9 V フィルターと 20 cm シュミットカセグレン+ ST-9 Rc フィルター、大倉は 25cm リッチクレチアン+ STL1001 Rc フィルター、笠井は 28cm シュミットカセグレン+ ST-7 V フィルターで、観測フレームは通常通りのリダクションをした。

小望遠鏡による観測なので両食変光星を光学的に分離することはできず、GSC 3807-0759 を一つの星として測光した。比較星には TYC 3807-0054 (10.473B/9.858V/9.551Rc) を、チェック星には TYC 3807-1509 (10.785B/10.517V/10.208Rc) を用いた。

観測されたライトカーブは、周期が異なる 2 つの食変光星のライトカーブが重なったもので周期性は見られない。2 つの周期の公倍周期がほぼ 19.583 日だが実際にはその間隔が過ぎて同じライトカーブにはならなかった。

フレアは笠井が 2019 年 3 月 16 日に、赤澤が 2019 年 3 月 26 日にそれぞれ一回ずつ検出した。

3. 星の静穏時とフレアのと時のフラックスの差を求める

大島氏の手法では、まず食変光星の静穏時のライトカーブ (位相図) を用いてフレアが静穏時に比べてどれだけ増光しているか、その差を出している。GSC 3807-0759 の場合はラ

イトカーブは周期性なく変化しており典型的な静穏時のライトカーブ（位相図）なるものがないので、観測されたライトカーブをフーリエ解析して得られる周期、振幅、フェーズを用いていわば静穏時のライトカーブを合成し、その合成ライトカーブをフレア観測データから引き算することによって増光差を出すことが出来るだろうと考えた。

(1) フーリエ解析

観測した全期間のデータを、フレア最大時を1としたフラックスに変換し、その中からフレア発生時の部分を取り除いて Period 04 でフーリエ解析し、50 の周波数を求めた。

これら 50 の周波数を使って作成した合成ライトカーブ F_{cal} と観測ライトカーブ F_{obs} とを比較してみると合成ライトカーブで十分に近似出来ていることが分かった。

フレアが受かった観測の F_{obs} (+) と F_{cal} (実線) の比較図

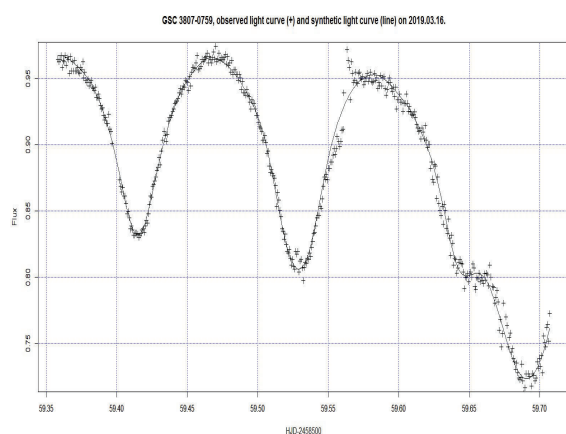


図 1.1 3 月 15 日のフレア

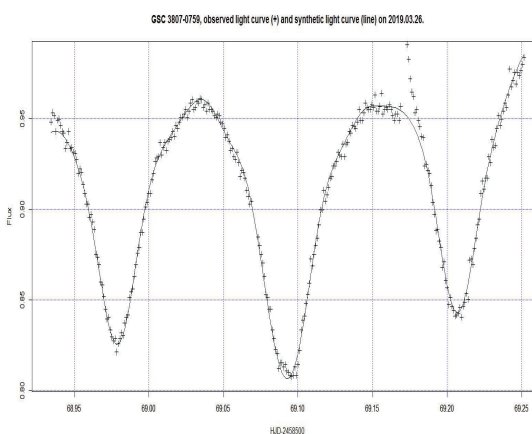


図 1.2 3 月 26 日のフレア

(2) フレア付近の様子

$\Delta F = F_{obs} - F_{cal}$ のフレア前後の図

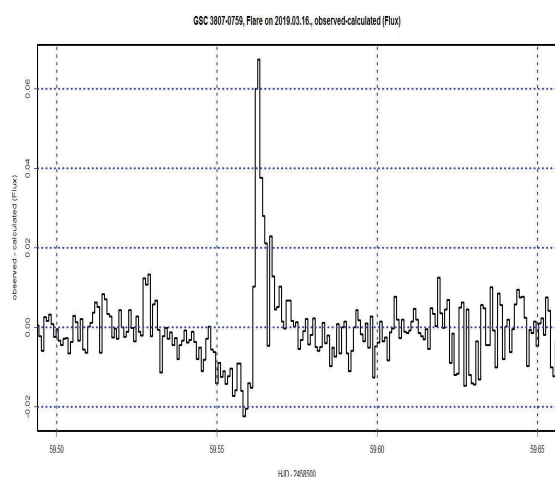


図 2.1 3 月 16 日のフレア

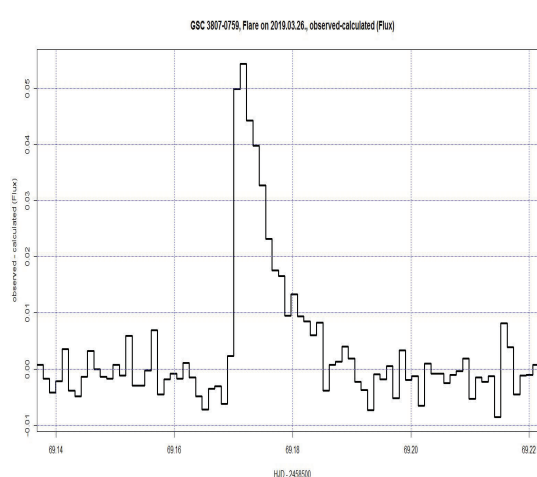


図 2.2 3 月 26 日のフレア

両図でフレア発生前後で観測ライトカーブが合成ライトカーブに比べて暗くなっている。

フレアの前後で黒点の活動が活発になっているか、合成光度が明るすぎたと思われる。そこで暗すぎるとと思われる部分を図 3.1 の折れ線のように仮定し補正 (図 3.2) した。

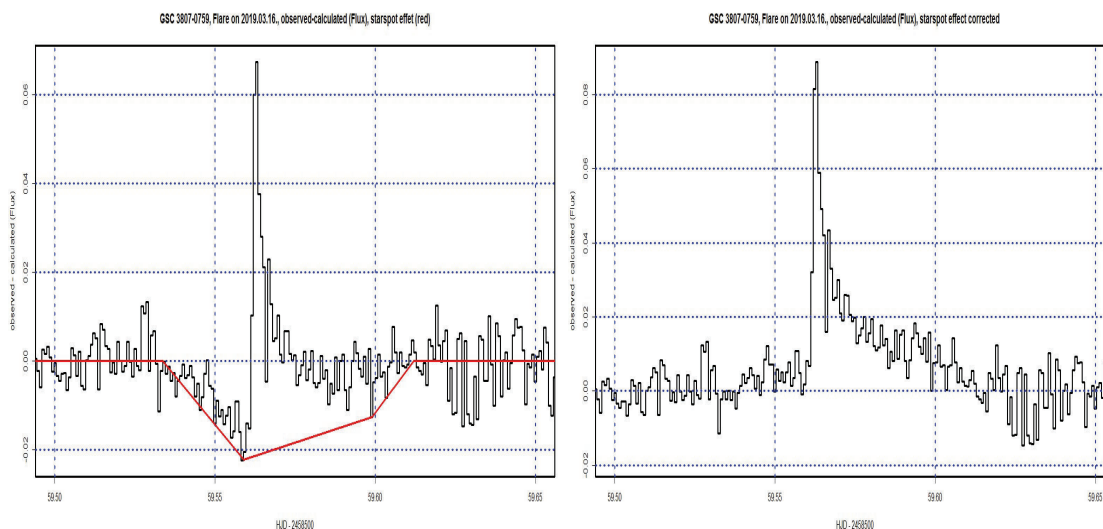


図 3.1 3月16日のフレア 補正前

図 3.2 3月16日のフレア 補正後

同様の操作を3月26日のフレアでも行った。

4. Equivalent duration (ED)の算出

$\Delta F = F_{\text{obs}} - F_{\text{cal}}$ $dt =$ データポイントの時間間隔

$ED = \sum (\Delta F / F_{\text{cal}}) \times dt$ フレアの範囲で合計する。

$\Delta F / F_{\text{cal}}$ の図

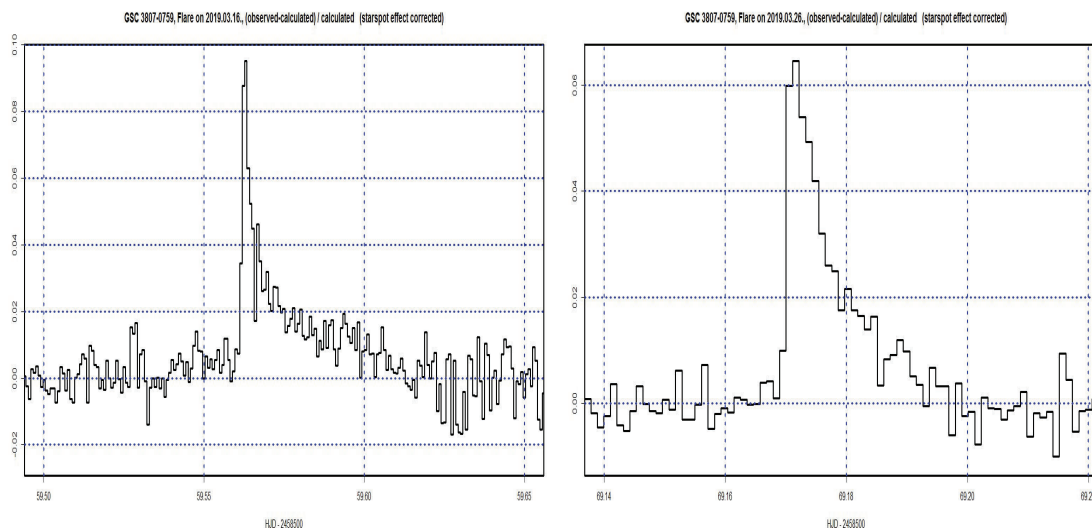


図 4.1 3月16日のフレア

図 4.2 3月26日のフレア

図 4.1 は図 3.2 とほとんど同じに見えるが、Y 軸は無名数となり、ED はこの階段状のグラフのフレアの部分と X 軸で囲まれた面積をだすことになる。

3月16日のフレアでは $ED=86$ 秒、3月26日のフレアでは $ED=47$ 秒を得た。

5. GSC 3807-0759 が観測したバンドで放出しているエネルギーを求める

このプロセスには大島氏から提供していただいた **spread sheet** を使わせていただいた。

- (1) スペクトル型 A0V で 0 等級の星が地球上に各バンドで単位面積時間当たりどれだけのエネルギーを注ぐかという値を Bessel & Murphy 2012 から得る。
- (2) 各バンドで m 等級の星が地球上に単位面積時間あたりに注ぐエネルギー E を導く。
- (3) 目的星を中心としてその星と地球の距離を半径とする大きな球の表面積 S を求める。
- (4) $E \times S$ で m 等級の星が該当バンドで全方向に単位時間あたり放射するエネルギーが得られる。
- (5) 今回は星が単独ではなく二組あるので、それぞれの食変光星が全方向に放出するエネルギーを算出して合算し、GSC3807-0759 が単位時間あたり全方向に放出するエネルギー E_q とした。

6. E_q と ED からフレアの各バンドでの総放出エネルギーを算出

$E_q \times ED$ でフレアの各バンドでの総放出エネルギーが得られる。

3 月 16 日のフレアでは V band で **1.72E+34 erg**、

3 月 26 日のフレアでは Rc band で **1.59E+34 erg** を得た。

7. 100nm-1550nm の波長域での総放出エネルギーに換算

黒体輻射 9000K の場合の 100nm-1550nm の放射エネルギーとそれを各バンドでフィルターした場合の放射エネルギーの比から換算した。(今研究会での大島氏の発表参照。)

3 月 16 日のフレアでは **1.6E+35 erg**、3 月 26 日のフレアでは **1.3E+35 erg** を得た。

研究会の席上、dFlare においてフレア前後で暗くなっているのを補正する必要はないとのご意見を頂いた。(図 3.1 と図 3.2 参照) その補正なしの場合に算出されたエネルギーはそれぞれ **3.7E+34 erg** と **9.1E+34 erg** であった。

8. 本講演の主目的は以上だが、フレアはどちらの星で発生したのか? という点について下記のような試みをした。

Astrometry.net での試み: 大島氏が、Astrometry.net でフレア前後とフレアが検出されたときの撮影フレームで GSC3807-0759 の座標を出させたら少しでも座標に変化がないだろうか、それによってどちらの食変光星でフレアが発生したのかわからないだろうか、という提案をしてくださった。結果は残念ながら座標に全く変化が認められなかった。

Reference:

Koo, J. R.; et al., 2014

1SWASP J093010.78+533859.5: A Possible Hierarchical Quintuple System

Lohr, M. E.; et al., 2015

The doubly eclipsing quintuple low-mass star system 1SWASP J093010.78+533859.5

関東での連星勉強会活動

永井 和男¹, 中村 泰久², 岡崎 彰³, 清田 誠一郎⁴

¹VSOLJ(日本変光星観測者連盟), ²元福島大学, ³元群馬大学, ⁴VSOLJ

概要

関東を中心に東日本で行っている連星勉強会の発足経緯や活動内容を報告します。

1: 発足の経緯

2016年10月に慶応大学で行われた連星系・変光星・低温度星研究会にて岡山県の大島修氏を中心とする数名のグループが「連星ゼミ」を行っていて3件の研究発表が行われました。他に矢田猛士氏(島根県立三瓶自然館)も連星解析ソフトを使ってその成果を報告されていました。

昨今、クラシカルな測光連星の研究が他の分野に比べて勢いが失われつつある中で連星の研究発表は他の観測者・研究者に新たな刺激を与えるものになりました。これを受けて東日本でも同様なゼミを行うアイデアができ、今回の運びとなりました。

最近の傾向ははじめに解析ソフトがあり、その使い方を調べるのが研究とされてしまうようでパラメータの意味が不明であってもソフトによって解が得られます。

このゼミでは解析のパラメータを正しく意味を共有する事が一つの目的でもあります。ですが、あまり堅苦しくならないように全般に雑談をするような感じで進められるようになって欲しいと思います。

第一回の勉強会でそれぞれに思いを聞きました。以下の2つは代表例です。

1. ケプラー衛星のデータを解析し多数のEW型の解析をする
2. 測光・分光観測を自ら行って解析論文を出す

参加者を固定せず広く呼び掛けている事から初心者も参加されます。初心者の皆様には変光星の観測、特に食連星の観測が好きになって、その観測・解析・研究の各場面で私達が何かのお役に立ちたいと思ってプログラムも考慮しています。

2: 発足にあたって

2016年の研究会最終日に下記の4名で(仮称)東日本連星ゼミを発足しました。

岡崎彰(元群馬大)、中村泰久(元福島大)、清田誠一郎・永井和男(VSOLJ)

目的

正しく光度曲線合成法を理解する

当座の目標

- 1: ケプラー衛星のデータを解析し多数のEW型の解析をする
- 2: 測光・分光観測を自ら行って解析論文を出す

解析にはFree softのWDcodeのPhoebe[1]を使います。光度曲線合成法とPhoebeの学習から始めました。

3：これまでの会場と開催日

2016年12月11日から16回（1回は基礎編）を開催しています。会場は14回が工学院大学の新宿キャンパスで行っています。これは開催にあたって武藤恭之先生(工学院大学)に相談した結果、顧問をされている工学院大学自然科学研究部の学生にお骨折り下さる事となり会場は工学院大学が多くなっています。（2019/12/15まで集計）

主な出席者は4つの種類に分類できます

先生方： 中村泰久(元福島大)、岡崎彰(元群馬大)、西城恵一(元国立科学博物館)など

アマチュア：清田誠一郎・荒井菊一・大金要次郎・伊藤芳春など

大学天文部：工学院大学・明治大学・東京理科大学など

その他

毎回、10～15名の参加がありましたが、ここ数回は10名以下となっています。

4：主な内容

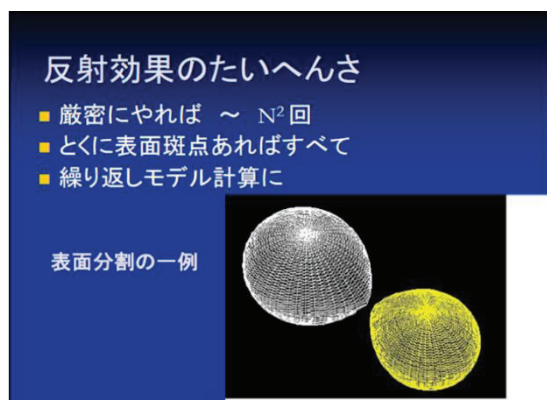
今までの主な内容

- ・変光星・食連星などの座学
- ・光度曲線合成法の原理と Phoebe が行っている処理と注意点について
- ・観測する食連星を決めて観測し食連星の光度曲線合成を行う
- ・観測面で AstroImageJ や SExtractor の実習と日心補正などの解析方法
- ・話題提供（近着の変光星情報、他の研究会参加報告、など）
- ・論文紹介（近着の Astrophysics から食連星の論文を取り上げて解説）

今までの主な成果・収穫

1. B, V, Ic 測光から赤化を見積もるための2色図の作成
2. EA型のPDM周期解析は極小だけ使ったほうが正しく周期が求まった
3. 他の光度曲線合成法と同様に Phoebe も初期値によって結果が異なった

5：光度曲線合成法の理解



光度曲線合成法の理解は主たる勉強課題です。こちらは中村先生によって解説が行われています。Phoebe についても解説されています。また、Phoebe のバージョンアップ内容も細かく調査し勉強会で解説しています。

図1：反射回数の説明図

6: Phoebe は初期値が大事

WDcode などの光度曲線合成法では幾つかの解が得られ、その解析値の評価が解析よりも困難な場合もあります。Phoebe も同様に初期値に近い値で収束されます。勉強会では様々な手法で初期値を求めて Phoebe で自動解析を行って結果が異なる事を確認しました。

	CALEB	Phoebe	手動	WDL2
RM	0.4	0.4	0.31	0.22
INCL	85	85.79572	85.2254	90.15795
TAVH	6200	6029	7254	5805
TAVC	4100	4221	4469	4281
PHSV	4.463750	4.47375	5.31600	4.24800
PCSV	2.678096	2.67810	2.47600	2.23300

図2: 異なる初期値で Phoebe 自動解析を行った結果、解析の解は様々だった

Phoebe を使っても従来の WDcode 解析と同様に初期値を十分検討し、解析結果の考察も従来と同じように大切である事を理解しました。

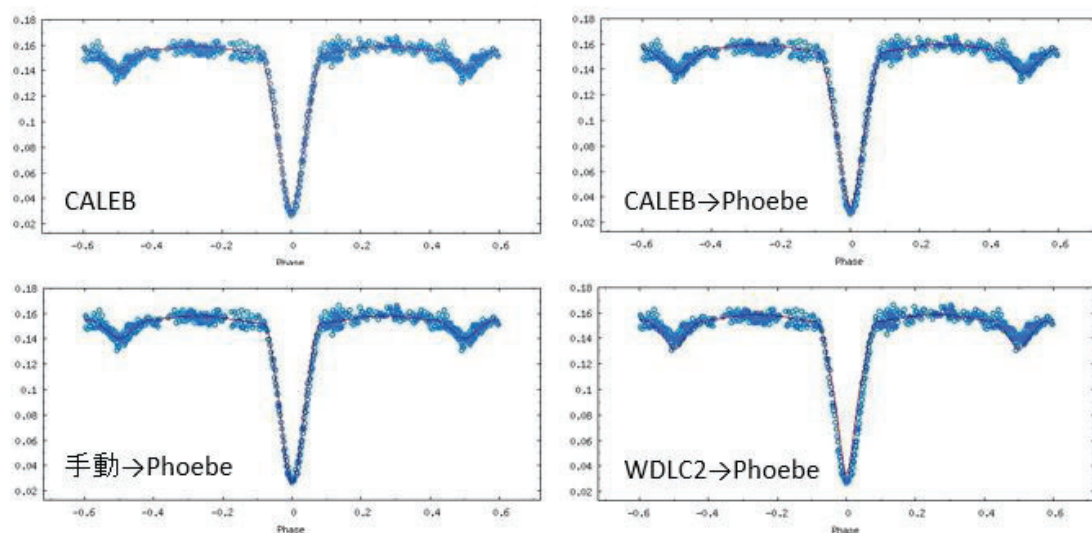


図3: 自動解析による光度曲線、○は観測値で線は解析結果です。

解析結果が異なっても光度曲線を見るとどれもフィットしているように見えます

7: 食連星の観測と解析

光度曲線解析を実習するにあたって自身で観測した値を使う事になりました。

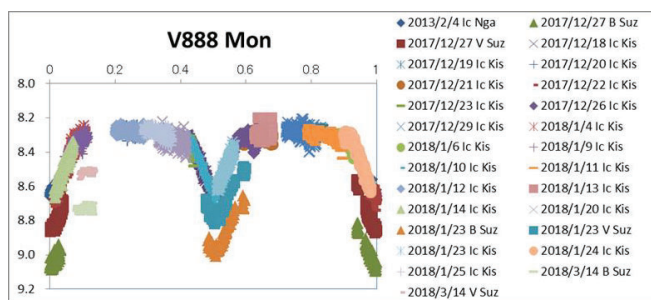


図4: V888 Mon の光度曲線

GCVS から明るい食連星を抽出して観測が少なく解析例も無い(少ない)物と当時の季節を踏まえて観測星を選定しました。その結果、AL Lep、V877, 879, 882, 888, 917 Mon を観測する事になりました。測光によって(この期間で)光度曲線が得られたのは V888 Mon でした。V888 Mon を解析する事になりました。

8：周期解析

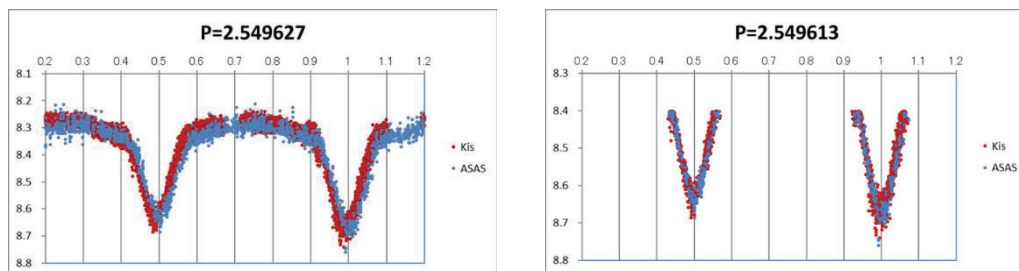


図 5：周期解析を PDM 法で行った。今回の観測結果に古い ASAS-3 のデータを加えた左のようにフィットする周期が見つかりませんでした。食部分だけで PDM 解析を行った結果良好と思われる周期が求まった

食外が平坦な形状を持つアルゴル型の光度曲線では食外を除いて PDM 周期解析をした方が良好な周期を得る事ができました。

9：BVI を用いた二色図

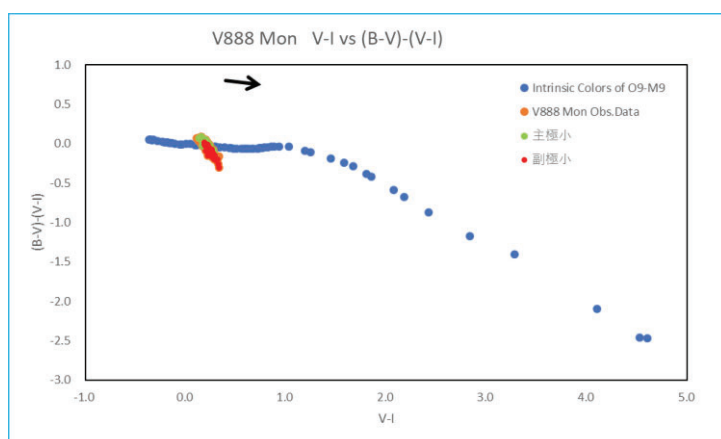


図 6：V,B,Ic の測光から赤化を見積もるためのグラフ

UBV の測光を標準システムに変換して二色図から赤化を見積もる手法は古くから使われています。一方、CCD の普及に伴って U band 測光が行われなくなり、変わって Rc, Ic band の測光が行われるようになりました。

そこで、B,V,Ic の測光から赤化を見積もるためのグラフ[2]

を作って V888 Mon のカラーを評価しました。残念ながら測光のスキヤッタなどから有効表面温度の見積りは出来ませんでした。

10：最後に

不定期ですが、二～三か月毎に開催しています。関心のある方は、ぜひご参加願います。日時・会場に付きましては永井宛(pxs10547@nifty.ne.jp)にお尋ね願います。

参考文献

- [1] PHOEBE <http://phoebe-project.org/>
- [2] Mark J. Pecaut and Eric E. Mamajek (2013)

観測地の天候を考慮した明るい天体のための観測方法の改善

伊藤 芳春

聖和学園高等学校

概要

長周期食変光星 VV Cep の観測から、一夜で一回の観測で十分な場合でも 1 時間以上連続測光観測を行い安定した天気を確認しながら観測値を平均することで比較的不安定な東北地方の観測でも 100 分の 1 等級の精度で測光データを取得することができた。

1 : はじめに

長周期食変光星 VV Cep の観測は 2017 年 8 月から 2019 年 3 月まで測光観測を行った。変光範囲は V バンドで 4.88~5.40 等級、周期は 7498 日であることが知られている。CCD 測光観測としてはあまり観測しない明るい天体であるため口径 60mm の小口径望遠鏡で連続して撮影した。実際には自動追尾に自動撮影という放置状態で観測したため長時間にわたる観測となり、雲の影響のない状態での画像を選び出し平均としたことで精度のよい測光データが得られた。

2 : 観測機材



図 1 : 口径 60mm CCD 望遠鏡

望遠鏡は口径 60mm 焦点距離 355mm フローライトアポクロマートのタカハシ製作所 FS-60CB 屈折望遠鏡である。CCD カメラは SBIG 社の ST-9XEi (NABG) で受光素子は KAF-0261E (NABG)、大きさは $10.2 \times 10.2\text{mm}$, 512×512 画素 (20μ 角) である。この構成で視野は 1.66 度となる。架台は五藤光学研究所のマーク X 赤道儀である。(図 1)

3 : 高精度測光のための工夫

CCD 測光観測の基本であるダーク・フラット補正は既に行っている。高精度測光のためには十分な光量を得ることが重要で、そのため一般的には大口径望遠鏡で長時間露光が重要であるが、今回は約 5 等という十分明るい天体であるため小口径望遠鏡を使いピントをボカして撮影した。

観測地は仙台駅の北 2km にある集合住宅のベランダであり市街光の中での観測であるが、東と南のマンションの窓側が面しており夜間はカーテンで室内光が遮られている。廊下と面している場合のような、通路の照明に照らされることがなかったのは幸いであった。関東に比べ天気は悪く天体の高度が低い場合には補正しきれないことが多かった。

4 : VV Cep の観測結果から

これまでの観測結果から、比較的安定した 2017 年 9 月 25 日の場合（図 2）のグラフを示す。縦軸は VV Cep と比較星の等級差、横軸は撮影回数で時間に相当する。

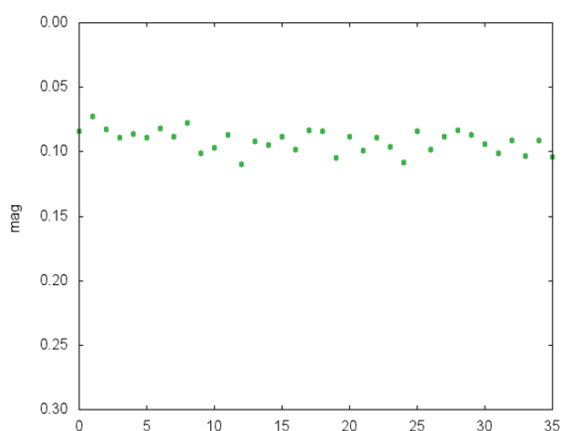


図 2：2017 年 9 月 25 日

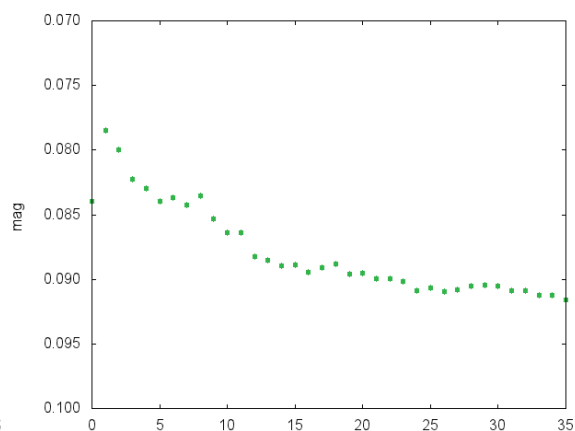


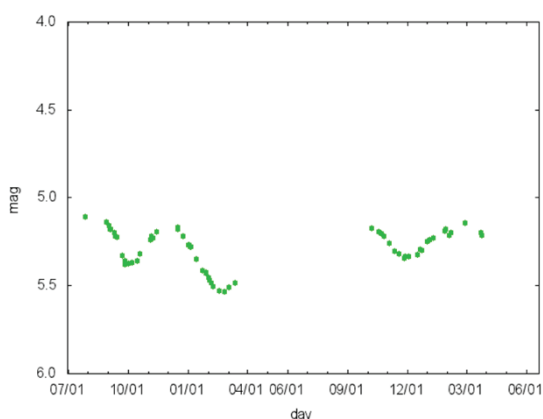
図 3：撮影枚数までの平均値

何回観測したら一定値になるか、その夜の撮影 1 枚目から撮影枚数までその都度平均値を求めた。（図 3）時刻と共に天気の変化等があるので平均値の差が 0.001 以下になるまで回数を求めた。9 月 25 日は 14 回目からはほぼ一定となった。9 月から 3 月まで観測シーズン中どのような傾向があるのか調べるため、観測日ごと調べたのが表 1 である。

表 1：観測日ごとの一定等級となるまでの回数

月日	回数	月日	回数	月日	回数	月日	回数	月日	回数	月日	回数
9/8	17	9/24	17	11/3	12	12/30	14	1/26	14	2/16	10
9/9	16	9/25	14	11/6	14	1/1	16	1/27	12	2/18	13
9/10	8	9/26	13	11/7	9	1/2	14	1/30	5	2/24	15
9/12	14	9/30	24	11/12	14	1/3	12	2/1	14	3/3	13
9/13	11	10/5	10	12/14	15	1/12	17	2/4	9	3/10	20
9/21	14	10/17	10	12/23	12	1/21	15	2/6	13	3/17	14

一夜に 1 回程度の等級を得る場合、よりよい測光精度を得るためには 1 時間程度多色

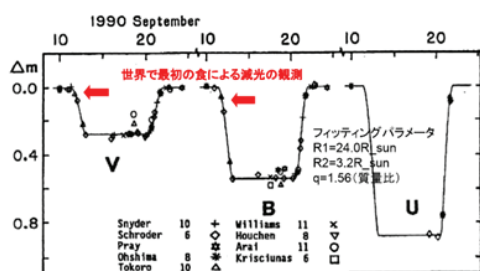


連続測光を行い、バラつきの少ない時間帯のデータを取り出し、20 回程度の平均値をもとめることがよい。経験上 R c バンドは測光精度が高く、I c、V、B バンドとなるにつれ悪くなる。

2017 年 8 月から 2019 年 3 月までの VV Cep の観測結果を図 4 に示す。

図 4（左図）：VV Cep の観測結果（2017～2019）

5 : 2019 年 11 月 食を迎えた γ Per の観測



γ Per は周期 5346 日 (14.6 年), 変光幅 2.91~3.21V 等級, スペクトル型 G8III+A2V, EA/GS 型の食変光星である。今回の観測は発見後実質初めての観測であり, 観測の第一の目的は食の中央時刻を正確に求めることである。比較星には τ Per (3.96V) を使った。1990 年の光度曲線を図 5 に示す。

図 5 : γ Per の 1990 年の光度曲線 (大島 2015)

5.1 観測機材

比較星がやや離れているため同一視野に写すために焦点距離の短い対物レンズを使わな

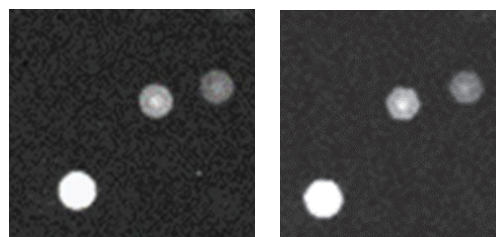
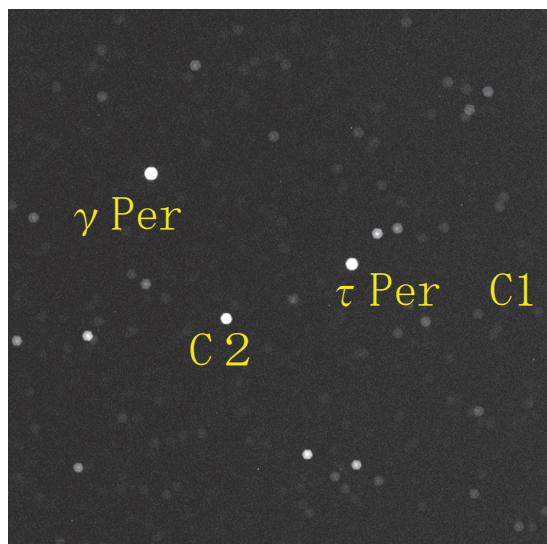


図 6 : γ Per 付近 (ピントぼかしている) 図 7 : ステップダウンリングによる絞りと効果

ければならなかった。そのため, Super-Takumar 135mm F3.5 スクリューマウントの望遠レンズを変換リング (M42 P1→M42 P0.75AD) で CCD カメラに取り付けた。この光学系では視野は 4.3° となり比較星を同一視野に入れることができた。(図 6) カメラの絞りを F4.5 で撮影したが, 図 7 右上のように絞りの回折のため星像が六角形写ったためカメラフィルターのステップダウンリング (図 7 下) を組み合わせ口径 30mm の円形に絞ることにより円形の星像 (図 7 左上) となった。口径比は f4.5 である。CCD カメラは前述のカメラの旧型 (ST-9XE) でパラレルポートによりコンピュータに接続する。架台は五藤光学研究所のマーク X 赤道儀である。

5.2 γ Per の観測結果

2019 年 11 月 4 日から 12 月 9 日までの観測結果を図 8 に示す。11 月 16 日と 26 日は光度

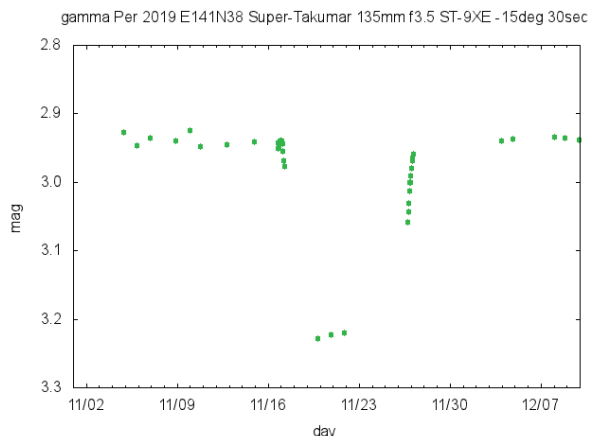


図 8 : γ Per の光度曲線

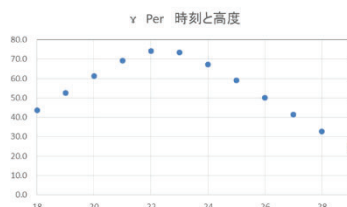
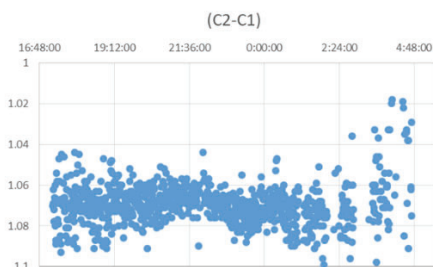


図 9 : 時刻に対する等級差 (上) と高度 (下)

変化が大きかったため、1 時間毎の平均値を示した。他は一夜の観測値の平均値を 1 点で示した。

5.3 チェック星・比較星の等級差について

11 月 26 日の時刻に対するチェック星と比較星の等級差のグラフを図 9 上図に、時刻に対する高度を図 9 下図に示した。この日の γ Per の南中時刻は 22 時 22 分である。高度が低いほどバラつきが多く、明け方近くには薄雲が一面に広がり観測できなくなった。

また、変光星、比較星、チェック星はそれぞれ背景の明るさが異なる。明るさの測定時に背景の明るさを差し引き影響がないようにしてあるが結果に影響は出ている。

比較星とチェック星を入れ替えて確認するときには、変光星と比較星との等級差からチェック星と比較星の等級差を差し引くことで求められる。

5.4 高校生のための実習課題

γ Per の食の接触時刻は、高校生が数学で学習する 2 直線の交点の式が使える。それぞれの直線を $y=ax+b$, $y=Ax+B$ とすると交点の座標 (x, y) は、次の式で求められる。

$$x=(B-b)/(a-A)$$

$$y=(aB-Ab)/(a-A)$$

6 : まとめ

γ Per のような明るい変光星は観測しやすく、高校数学で学習する公式で接触時刻を求められるような興味深い変光星がある。教科書での学習が現実に役立つよい例である。

γ Per の観測には大槻功さんの CCD カメラを借りました。感謝申し上げます。

参考文献

- [1] 大島 修, 長周期食連星 γ Per の次回の食について, 変光星観測者会議 2015

短周期アルゴル系の突発的な周期変化時に何が起きているのか？＜完結編＞

鳴沢 真也¹, 中村 泰久²

¹兵庫県立大学, ²福島大学名誉教授

概要

公転周期の突発的な変化を示す典型的な9つの短周期アルゴル系について、これらの系特有の現象（質量移動による星周物質の存在や磁場活動など）と突発的な周期変化との間に同時的関連性がないか調査を行った。

1: はじめに

短周期アルゴル型連星系の中には突発的に公転周期を変化させる（ $\Delta P/P \sim 10^{-6}$ 程度）ものがあることが知られている。その原因についてはこれまで諸説提唱されてきたが、ここ最近では、連続的な変化に周期的な変化が合成された見かけによるものとする説が有力となっている（例えば、[1]）。連続的な変化には周期増と周期減の両タイプがあるが、前者は主に質量移動で、後者は例えば星風による質量・角運動量損失などで説明されている。周期的な変化としては、第3体の存在や晩期型伴星の磁場活動([2])などが考えられている。

ところが、連続的な変化も周期的な変化の一部ではないかという指摘がある[3]。さらに、その周期的変化にも問題点がある。例えば、周期的な変化を起こすほどの質量があれば検出されるはずの第3体が未発見である[4]、などである。

一方で、連続的な変化に実際に突発的な変化が合成されているとする説もある[5]。突発的な変化としては、例えばバースト的な質量移動などが提唱されている[6]。結局のところ、現在でもアルゴル系の突発的な周期変化(以下 APC とする)の原因は未解明のままである。

ところで、短周期アルゴル系は伴星からの質量移動に伴う星周物質（ガス流、ホットスポット、降着環帯など）と晩期型伴星の磁場活動（X線・電波フレアなど）などの特徴を持つ。では、これらの諸活動（以下では「イベント」とする）と APC の間に関連はあるのだろうか？ 筆者らは昨年度に引き続き、典型的な9つのアルゴル系のイベントと APC が同時に起きていないか調査を行うことにより、APC の原因に手がかりを得ようと試みた。

2: 対象系と調査方法

これまでに論文などで報告されているイベントが APC と同時に起きていないか調査を行った。研究の対象として9つの典型的な短周期アルゴル系（XZ And, R CMa, RZ Cas, TV Cas, AB Cas, U CrB, AI Dra, RW Mon, X Tri）を選択した。なお、9つの系のうち7つは主星が振動星またはその可能性があるので、振動が原因と考えられる光度曲線の乱れはイベントから除外した。

APC については、公転周期 O-C 図から判断したが、そのデータは主に”Lichtenknecker-Database of BAV” [7]を参考とした。また文献[8]や筆者らが堂平観測所で取得した主極小中央時刻なども採用した。

3: 結果と考察

本調査により合計 80 のイベントを知ることができた。このうち APC と同時に起きていた

ものは、R CMa で 1 回、RZ Cas で 7 回、TV Cas で 3 回の計 11 回あった（表 1 参照）。

これら 11 回のうち星周物質の存在と APC が同時にみられたものが 8 回あった（APC が周期増のものが、系内に質量が保存されている質量移動だけによるものと仮定すると、その移動量 $\Delta M/M$ は、 $10^{-6} \sim 10^{-7} M_{\text{sun}} \text{ yr}^{-1}$ のオーダーである）。例えば、2001 年に RZ Cas で $\Delta P/P = +7.7 \times 10^{-6}$ の APC が起きたが（図 1 参照）、この時に主星半径の約 2 倍の半径を持つ星周環帯が主星周囲に存在していた[9]。ところが、一方で、1993-4 年に U CrB には、主星半径の 1.3-3.7 倍の星周環帯が観測されていたが[10]、この時期に APC は起きていない。実は、U CrB は、分光観測が行われるたびに星周物質が検出されているが、この時期を含め 1980 年代中頃から 2000 年代後半までは公転周期が一定である。おそらく、質量移動による星周物質は常に存在しているが、これらは APC を引き起こすものではないと考えられる。

次に磁場活動と APC との同時性についてであるが、この 2 つが同時にみられた事例が 2 件あった。まず、1991 年に RZ Cas に $\Delta P/P$ が $+1.4 \times 10^{-5}$ の周期増 APC が起きた[11]。この頃、ROSAT が X 線フレアを観測している。ちなみに、2003 年に XMM-Newton が同じく RZ Cas のマイクロフレアを検出した[12]。この時の強度は、1991 年のフレアの約 15% であったが、この時期に APC は起きていない。

また、1972 年に TV Cas の伴星には半径 29° の黒点が存在していたが[13]、この頃 $\Delta P/P$ が -7.8×10^{-6} の周期減 APC が起きていた（図 2 参照）。ところが、1995 年に RZ Cas の伴星にはほぼ同程度の 20.53° の黒点が出現していた[14]。磁場活動に関するイベントのサンプルはそもそも少ないので、APC との関連についての詳細は今後の観測に期待したい。

ところで、アルゴル系でも光学的なフレアの報告例がいくつかなされている（例えば、DI Peg について[15]）。アルゴル系の主星は早期型であるので、光学フレアを伴星の磁場活動に起因すると考えるにはエネルギー的に無理がある。従って、現在までのところ、このフレア発生の原因は不明であるが、これらについても APC との関連を調べた。2001 年 12 月に RZ Cas で 0.6 等増光のフレアの報告がある[16]。上述のようにこの時に APC が起きている（図 1 参照、*）。ところが、1996 年 11 月に同じく RZ Cas に 0.5 等増光のフレアの報告があるが[17]、この前後で APC は起きていない。このことから、光学フレアと APC との間には関連がないとも推察できるが、磁場活動ともにイベント数が少ないので、現段階では十分な議論ができない。

表 1：イベントと APC が同時に起こった事例

Star	イベント検出法	イベント	$\Delta P/P$
R CMa	H α (N, W) 測光	ホットスポット (質量移動)	$+7.7 \times 10^{-6}$
RZ Cas	視線速度曲線乱れ	星周物質	-5.9×10^{-6}
	吸収線深さ変化	伴星周囲 or 両星間大気	-4.8×10^{-6}
	視線速度曲線乱れ	星周物質	-1.2×10^{-5}
	ROSAT X 線測光	X 線フレア	$+1.4 \times 10^{-5}$
	光度曲線非対称	ガス流	
	視線速度曲線脈動モード変化 測光観測	ガス包 and ガス流 光学的フレア	$+1.5 \times 10^{-5}$
TV Cas	光度曲線解析	伴星に巨大黒点	-7.8×10^{-6}
	光度曲線非対称	ガス流	
	測光観測	副極小深さ変化(振動か?)	$+3.4 \times 10^{-6}$

(*) 本研究会での鳴沢他のポスター発表[17]では、2001 年の APC は起きていないことが示唆されたので、この時のイベントについては今後慎重に議論する必要がある。

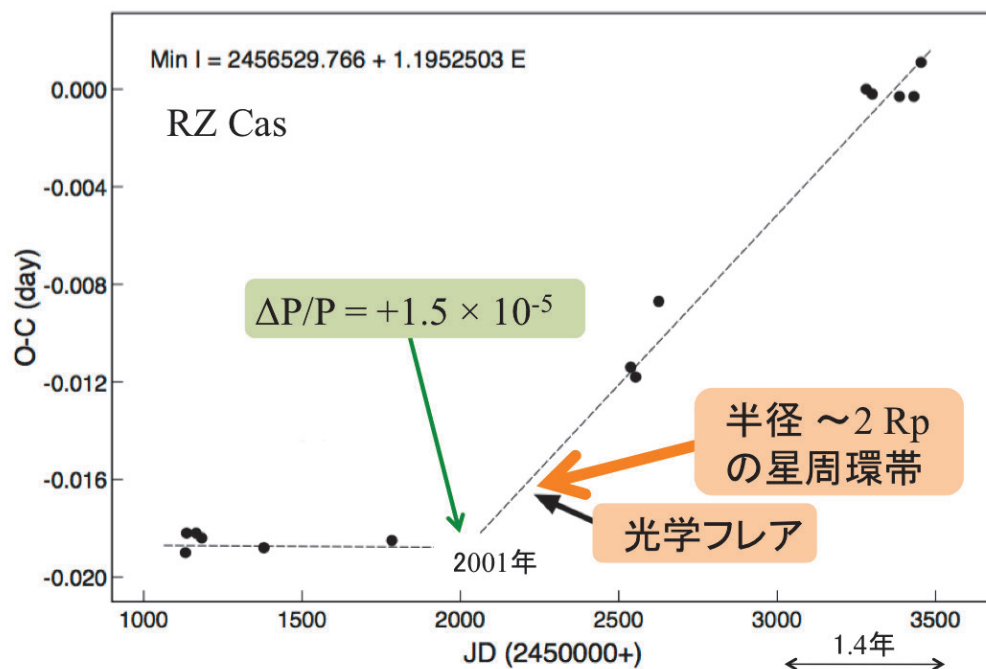


図 1 : RZ Cas の公転周期 O-C 図。2001 年に APC（周期増）が起きた。同じ頃、主星周辺に星周環帯が存在した。また光学フレア発生の報告もある。

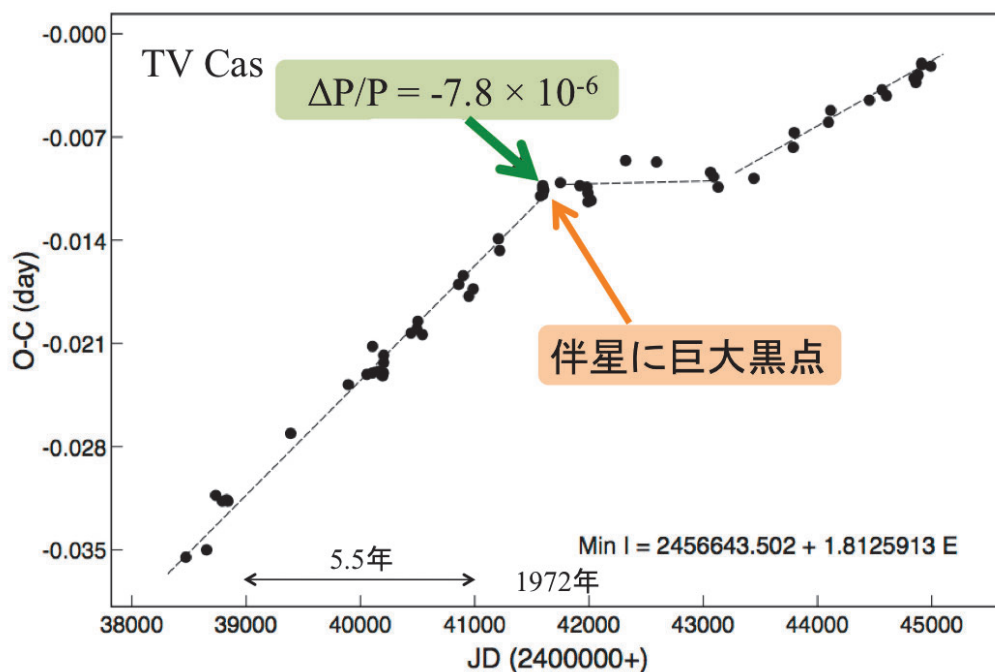


図 2 : TV Cas の公転周期 O-C 図。1972 年に APC（周期減）が起きた。ちょうど同時期に、伴星表面に半径 29° の黒点が存在していた。

4: まとめ

典型的な9つの短周期アルゴル系について APC と、同タイプ特有のイベントとの間に関連性ないか調査を行った。調査の範囲では、APC と星周物質の存在との関連は無さそうである。磁場活動や光学フレアについては、イベント数が少ないので、まだ十分な議論ができない状況であり、明確な結論が出せない。

いずれにせよ、さらなる継続調査が必要となるが、APC が最も頻繁に観測され、しかも明るく(6等)短周期(1.19日)である RZ Cas は好都合の系である。今後は、この系を主なターゲットとして多波長同時観測が、しかも長期間実施されることが期待される。

謝辞 本研究は以下の方々の協力を得て行うことができた。記して感謝の意を表す(敬称略)。堂平観測所スタッフ、飯塚 亮、今坂裕美、圓谷文明、前原裕之、内藤博之。

参考文献

- [1] Khaliullina, A. I. 2018 *Astron. Rep.* 62, 264
- [2] Applegate, J. H. 1992 *ApJ*, 385, 621
- [3] Khaliullina, A. I. 2016 *Astron. Rep.* 60, 517
- [4] Khaliullin, Kh, F., & Khaliullina, A. I. 2012 *MNRAS* 419, 3393
- [5] Manzoori, D. 2016 *Astron. Letters* 42, 329
- [6] Mkrtichian, D. E. et al. 2018 *MNRAS* 475, 4745
- [7] <http://www.bav-astro.de/LkDB/index.php?lang=en>
- [8] Nakamura, Y. Kammad, M., Adachi, N., Narusawa, S., & Kontoh, N. 1991 *Fukushima Univ. Rep.* 48, 25
- [9] Tkachenko, A., Lehmann, H., & Mkrtichian, D. E. 2009 *AA* 504, 991
- [10] Agafonov, M. I., Sharova, O. I., & Richards, M. T. 2009 *ApJ*, 690, 1730
- [11] Singh, K. P., Drake, S. A., & White, N. E. 1995 *ApJ*, 455, 840
- [12] Audard, M., Donisan, J. R., & Gudel, M. 2005 *Proceedings of the 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, held 5-9 July, 2004 in Hamburg, Germany.* Edited by F. Favata, G.A.J. Hussain, and B. Battrock. ESA SP-560, European Space Agency, 2005, 407
- [13] Djurasevic et al 2003 *AA*, 363, 244
- [14] Varricatt, W. P., Ashok, N. M., & Chandrasekhar, T. 1998 *ApJ*, 116, 1447
- [15] Chaubey, U. S. 1980 *IBVS* 1739
- [16] Ferenc, P. 2001, private communication
- [17] Lowder, W. M. 2006, *JAAVSO*, 35, 182
- [18] 鳴沢真也、キャンペーン参加者一同 本研究会集録

接触型連星における恒星黒点の性質

高妻 真次郎¹

¹ 中京大学

概要

接触型連星で発生している恒星黒点について、過去の文献から連星・黒点パラメータを集め、それらの相関関係などを調べた。その結果、接触型連星のうち、W 型ではダイナモ理論でも説明できるような黒点の性質と類似していた。一方で、A 型については、W 型とは異なる相関関係を示す傾向にあり、W 型とは違うメカニズムで黒点が発生している可能性もある。W と A 型で出現する黒点の性質が本当に異なるのか否かは、他の手法によって検出された黒点サンプルを用いて検証する必要がある。なお本稿の内容は、Kouzuma (2019) の内容を一部抜粋して紹介したものである。

1 : はじめに

接触型連星とは、2 つの成分星がともにロッシュ・ローブを満たしているような連星系である。接触型連星はさらに、W 型と A 型の 2 つのタイプに細分類される (Binnendijk 1970)。観測的な性質により、W 型の多くは公転周期が 0.5 日以下かつスペクトル型が G-K 型、A 型の多くは公転周期が 0.3 日以上かつスペクトル型が A-F 型であることが分かっている。

太陽をはじめとした恒星表面に出現する黒点は、フレアや磁場など、恒星の活動とも大きな関連があることが知られている。連星系においては、RSCVn 型（分離型連星の一種）で発生する黒点研究が比較的多く、これまでに太陽黒点との類似点だけではなく相違点についても報告されてきた。例えば、黒点の大きさについては、太陽は 1% にも満たないが、連星では 20% にも及ぶような巨大な黒点も見つかっている。また、太陽黒点の寿命が数時間～数か月ほどである一方、連星の黒点の中には 11 年近く持続したものも報告されている。連星系での黒点が、太陽を始めとした単独星で見つかっている黒点とは性質が本当に異なるのか否かについては、まだはっきりとはわかっていない。さらに、連星系のなかでも、接触型で発生するような黒点については、その性質や特徴はほとんど調べられてはこなかった。

本研究では、接触型連星の連星・黒点パラメータを食連星の光度曲線解析によって推定している過去の文献を探り、接触型連星で発生しているような黒点のサンプルを集めた。さらに、それらの連星・黒点パラメータとの相関を調べることで、接触型連星でみられる黒点の統計的な性質を調べた。

2 : 接触型連星における恒星黒点のサンプル

接触型連星は近接連星系であるため、その多くは食連星として観測され、光度曲線には周期的な極小部が現れる。食連星は、光度曲線の解析（モデリング）により、連星パラメータを推定することができる。食連星で黒点が出現している際には、光度曲線は非対称な形状となり、その形状から黒点の大きさや出現場所なども推定可能である。そこで過去文献を探り、食連星として観測されている接触型連星を対象に、以下の 3 つの条件を満たす天体を黒点

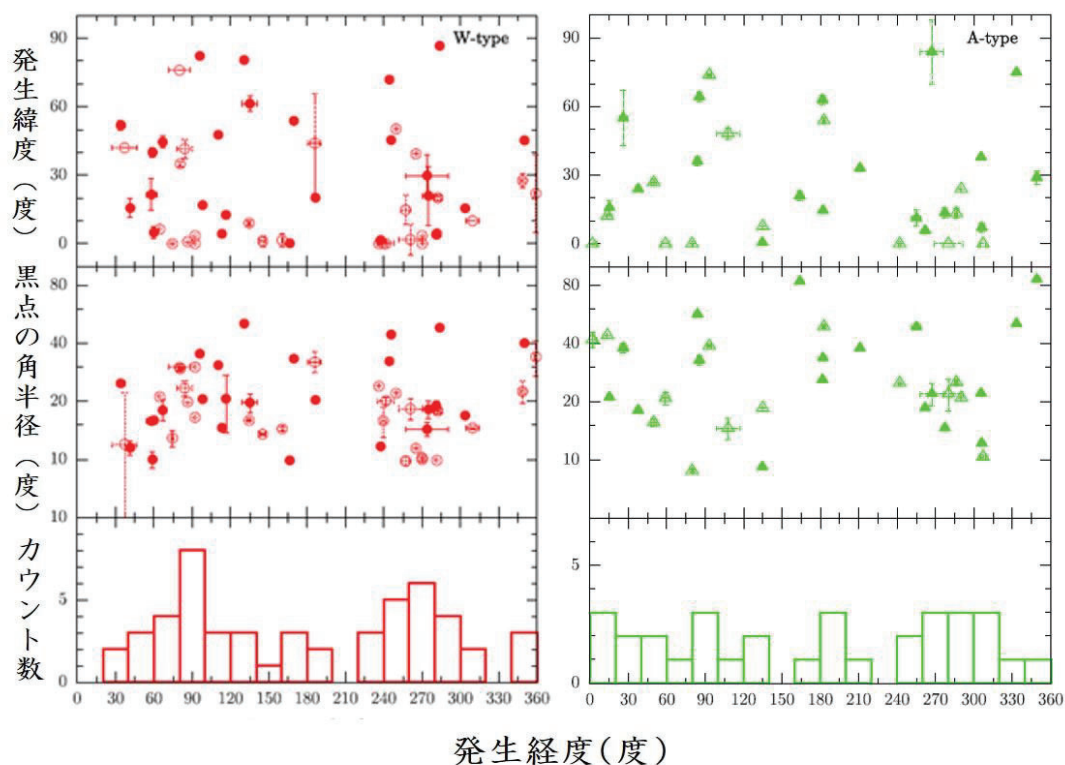


図1: 黒点の発生経度のヒストグラム(下)、および発生経度に対する黒点の大きさ(中)・発生緯度(上)の散布図。左(赤丸)がW型、右(緑三角)がA型に対する図。光度曲線の解析をするうえで、測光・分光データを用いたものを塗りつぶしあり、測光データのみを用いたものを塗りつぶしなしの記号で示している。緯度については、北緯と南緯の区別をせず、赤道を起点とした度数で表している。

を有する接触型連星のサンプルとして収集した。

- i) 光度曲線(特に極大部)が非対称な形状をもつこと
- ii) 光度曲線の解析(モデリング)により、連星・黒点パラメータを求めていること
- iii) 多色測光データを利用した光度曲線の解析を行っていること

最終的に、W型52天体、A型32天体を集めた。このうち、分光データから得られた視線速度曲線を利用して光度曲線の解析を行っている天体は、W型27天体、A型21天体であった。なお視線速度曲線は、連星系の質量比さらには光度曲線の解析により得られる連星パラメータを精確に推定するために重要な役割をはたすデータである。

3: 恒星黒点の性質

得られた連星・黒点パラメータをもとに、パラメータ間の相関関係を調べた。本節では、そのなかでも重要なものをいくつか取りあげて紹介する。なお、相関係数などは本稿では詳述していない。

図1は、黒点の発生経度に関するグラフである。W型にはいくつかの特徴がみられる。まず、図1(下)のヒストグラムにおいて二峰性分布がみられ、経度90度と270度付近で

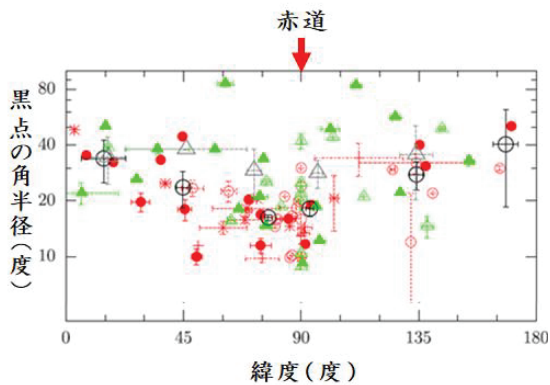


図 2: 黒点の発生緯度に対する黒点の大きさの散布図。記号は図 1 に準ずる。大きめで白抜きの丸と三角は、区間平均値を表す。

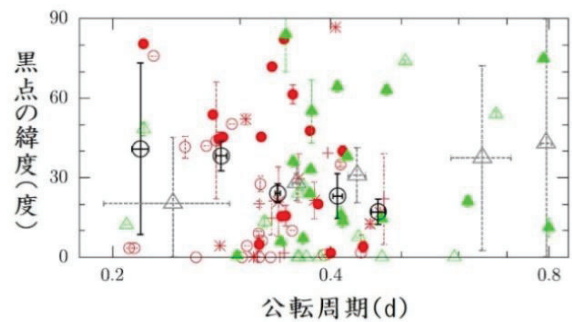


図 3: 連星系の公転周期に対する黒点の発生緯度の散布図。緯度については、北緯と南緯の区別をせず、赤道を起点とした度数で表している。

黒点が比較的たくさん出現していることがわかる。ここで、経度は成分星が向かいあう面を起点 (0 度) として反時計回りに増加する。また、図 1 (上) では、高緯度 (>70 度、極に近い方向) で発生している黒点は経度が 90 度と 270 度付近にあり、さらにこれらはすべて角半径が 30 度以上の大きな黒点であることがわかる (図 1 (中))。これらの特徴が示すことは、経度 90 度と 270 度付近で黒点の活動が活発ということである。後者 2 点の特徴については、磁場活動の活発な星において多くの巨大黒点が高緯度で発見されているという報告 (Vogt & Penrod 1983; Hendry & Mochnecki 2000) と整合性がある。A 型については、W 型のような特徴だけでなく、めだった傾向もみられない。

図 2 では、W 型の黒点の発生緯度が赤道から極に近づくほど黒点がより大きくなる傾向にあることがわかる。これは、太陽黒点群の面積が平均的な発生緯度の高さと正の相関をもつという報告 (Li et al. 2003; Solanki et al. 2008; Ivanov & Miletsky 2016) と類似した性質である。一方で、A 型については、発生位置が赤道から 60 度付近までは W 型と似たような相関がみられるものの、W 型ほど強い相関関係ではない。

連星系の公転周期と黒点の緯度についても、W 型においては、公転周期が短い天体ほど高緯度に黒点が発生しているという特徴がみられる (図 3)。近接連星では、潮汐固定により、成分星の自転周期が公転周期と等しい。そのため、この特徴は、自転が速い星ほどより高緯度に黒点が発生しやすいと解釈できる。これは Schüssler and Solanki (1992) や Schüssler (1996) の結果とも矛盾せず、ダイナモ理論によって説明もなされてきた特徴である。

4: まとめ

本研究では、接触型連星にみられる恒星黒点の統計的な性質を調べた。その結果、W 型と A 型において異なる傾向がみられた。さらに、W 型において発生している黒点は太陽黒点との類似点が多く、ダイナモ理論によって説明できるような性質をもつことがわかった。W 型の成分星が G-K 型のスペクトル型をもち、対流層 (磁場) が発達しやすいことを考慮すると、太陽と同様な磁場により黒点が発生している可能性は十分に高い。一方で、A 型に

においては、W 型のような相関関係はみられなかった。A 型の多くは成分星のスペクトル型が A-F 型のため、対流層（磁場）は発達しにくく、W 型とは異なるメカニズムで黒点が発生している可能性もある。

光度曲線の解析によって得られた連星・黒点パラメータは、場合によっては誤差が非常に大きくなることもある。また、W 型と A 型において出現する黒点の性質に本当に違いがあるのかについても、異なる手法で検出・推定された黒点の物理量を利用することで検証しなければならない。

なお本研究は、Kouzuma (2019)に基づくものであり、統計的な相関関係（相関係数など）については論文中でくわしく紹介している。

参考文献

- [1] Kouzuma, S. 2019, PASJ, 71, 21
- [2] Binnendijk, L. 1970, Vistas Astron., 12, 217
- [3] Vogt, S. S., & Penrod, G. D. 1983, PASP, 95, 565
- [4] Hendry, P. D., & Mochnacki, S. W. 2000, ApJ, 531, 467
- [5] Li, K. J., Wang, J. X., Zhan, L. S., Yun, H. S., Liang, H. F., Zhao, H. J., & Gu, X. M. 2003, Sol. Phys., 215, 99
- [6] Solanki, S. K., Wenzler, T., & Schmitt, D. 2008, A&A, 483, 623
- [7] Ivanov, V. G., & Miletsky, E. V. 2016, Geomagn. Aeron., 56, 848
- [8] Schüssler, M., & Solanki, S. K. 1992, A&A, 264, L13
- [9] Schüssler, M., Caligari, P., Ferriz-Mas, A., Solanki, S. K., & Stix, M. 1996, A&A, 314, 503

X 線天体 Cir X-1 の MAXI による長期モニター観測

富永 愛侑¹, 海老沢 研², 辻本 匡弘², 菅原 泰晴², 中平 聡志², 榎戸 輝楊³

¹ 東京大学/宇宙科学研究所, ² 宇宙科学研究所, ³ 京都大学

概要

CircinusX-1(以下、Cir X-1 と表記) は通常の星と中性子星からなる連星である。一般に X 線連星は、伴星の質量 により「小質量 X 線連星 (Low Mass X-ray Binaries; LMXBs)」と「大質量 X 線連星 (High Mass X-ray Binaries; HMXBs)」に分類される。Cir X-1 は、LMXBs の特徴である I 型 X 線バーストが観測された[6][9]一方、伴星が B5-A0 型巨星であるという観測[5]も報告されており、これまでの分類に当てはまらない特異な天体である。CirX-1 ではこれまで増光が度々観測されているが、フレアは周期的なものではなく、全期間を通してスペクトルも複雑に変化している。X 線は中性子星表面とその周りの降着円盤からの放射と考えられるが、CirX-1 の複雑なスペクトル変動は単純なモデルでは説明できない。複雑な X 線放射について諸説ある解釈を検討するため、長期間にわたり増光現象を確認する必要がある。2009 年 8 月に観測を開始した MAXI は約 10 年間の CirX-1 のスペクトル変動を観測しているため、本研究に最適である。このような長期間にわたって Cir X-1 の X 線スペクトル変動を連続的に観測したのは MAXI が初である。さらに今回の MAXI のデータ解析から得られた仮説をより詳細に検討するため、2つの X 線観測装置に対し新たに観測提案書を提出した。本講演では現在までの研究状況と今後の展望について述べる。

1: イントロダクション

コンパクト天体と通常の星から成る連星系は X 線を放射することが多く、X 線連星と呼ばれる。ガスがコンパクト天体へ降着することで重力エネルギーを解放し、周囲の円盤および(中性子星の場合は)表面から X 線を放射する様子が観測される。コンパクト天体が中性子星の場合、伴星の質量の振れ幅は広く、この降着の過程は星風降着と Roche Lobe Overflow の大きく 2 種類に分類される。星風降着は伴星が若く重たい大質量 X 線連星で見られ、連星軌道は長周期かつ高い離心率を持つ。中性子星は 10^{11-12}G ほどの高い磁場を持つ。一方、Roche Lobe Overflow は年老いた軽い伴星から起こりやすいため、系は低質量 X 線連星と分類される。連星軌道は短周期かつ円軌道で、中性子星の磁場は 10^{8-9}G ほどである。

連星進化のシナリオになぞらえると、通常の星同士の連星系のうち、片方が超新星爆発を経て中性子星へ進化することで X 線連星が形成される。初期の長周期高離心率の軌道から徐々に角運動量を抜き取り、短周期円軌道の系へ成長する。もう片方の星が超新星爆発を起こすと中性子星連星が誕生し、合体することで重力波が検出される。以上のような統一的なシナリオを確立するために、様々な進化段階にある連星系を観測し、理論的解釈を与えることが、X 線連星を観測する意義の 1 つである。

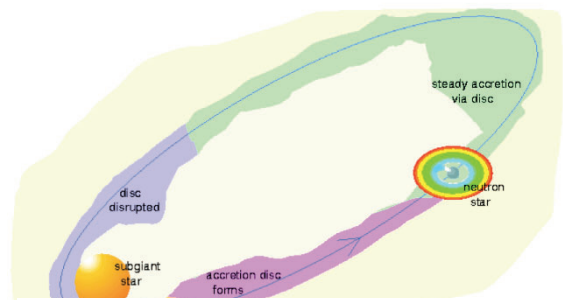


図 1: Cir X-1 の模式図[1]

我々は銀河系内で最も若い X 線連星[3]とされている Circinus X-1(以下、Cir X-1 と表記)の複雑な光度変動を説明するべく研究を進めている。I 型 X 線バーストが二回観測されており、コンパクト天体は磁場の弱い中性子星であることが示唆される[6][9]。近赤外による観測で伴星は B5-A0 型星であると結論づけられているため、先に述べた分類では星風降着によるガス降着が示唆される[4][5]。しかし、伴星のスペクトルが特に超巨星のものと類似しているため、Roche Lobe Overflow によるガス降着が起こる可能性も否定できない。一周期の間に降着円盤が形成され、散逸されるという説もある[1]。しかし、これまでに行われた断片的な X 線観測からは、周期ごとに全く異なる振る舞いが観測され、統一的な解釈は未だ存在しない。電波ジェットを観測により、近星点の ephemeris は $t(\text{MJD})=43076.32+(16.55794-0.0000401*N)*N$ と求められている[8]。近赤外や過去の X 線での dip の観測からも、軌道周期は約 16.6 日と精度よく求められている[4]。

2: 観測と結果

我々は、Cir X-1 の長期的な光度変動から各周期に共通する特徴を探るため、日本の最新の X 線観測装置である Monitor of All-sky X-ray Image (MAXI)[7]の 2009 年 8 月からの観測データを使用した。MAXI は ISS に搭載されており、約 90 分で全天を一掃する。MAXI に搭載されている二台の検出器のうち、Gas Slit Camera (GSC)は 2-30keV に感度がある。MAXI/GSC による 10 年間の Cir X-1 のライトカーブを図 2 に示した。図中の網かけ部 (MJD=58000-58200) は近傍の突発天体が明るく、Cir X-1 の正しい光度変動が捉えられなかったため、以降の解析ではこの期間を除いた。また、楕円軌道中の近星点を赤点線で示した。

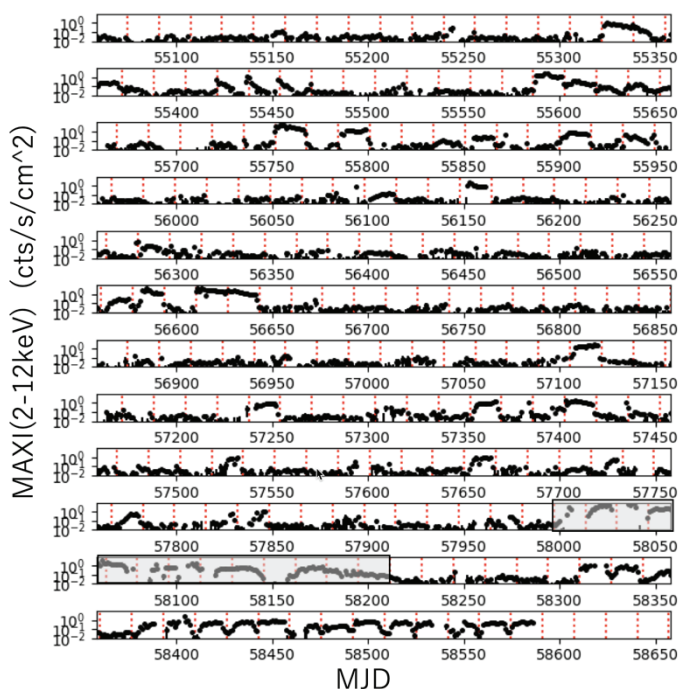


図 2: MAXI/GSC による 10 年間のライトカーブ

各軌道周期内で $0.2 \text{ counts/s/cm}^2$ より明るい期間をフレアと定義した。今回のデータでは約 40 回のフレアを発見したが、それらの変動は非常に多様であった。まず、フレア開始と軌道位相を比較した結果、大部分のフレアは近星点から増光し始めていることがわかった。近星点では伴星からの質量輸送率が大きくなるため、一気にガスが降着し、明るく光ると考えられる。近星点から増光するモデルは先行研究でも支持されている。近星点から増光するフレアには、一周期継続する山型のフレアと、近星点付近のみで明るくなるようなスパイク型のフレアがあり、それらは不規則に発生することがわかった。

一方、近星点付近では光度が変動せず、遠星点から増光を示す周期の存在を今回初めて検出した。このように遠星点から始まるフレアは全 11 回確認されたが、うち 7 回は MJD=57500-

58000 の一年半に固まって起こったことが確認できた。

また、より高エネルギー帯域のデータと比較するため、Swift 衛星の Burst Alert Telescope (BAT)による 15-150keV の全天サーベイのデータも使用した。近星点から始まるフレアと遠星点から始まるフレアでは、Swift/BAT で $0.01 \text{ counts/s/cm}^2$ を境に、それぞれ高エネルギー帯域で明るい場合と暗い場合に分類されることがわかる。図 3 にこれらのフレアをまとめて描画した。各ボックスは近星点から次の近星点までの光度変動を示しており、左上の数字は近星点の ephemeris の式中の N に対応するサイクル番号である。

さらに、MJD=58300 から今日までの期間はこれまでと全く異なる振る舞いとしていることがわかる。MAXI の観測開始から初めて、複数周期に渡って同じような光度変動を示す周期的なフレアが観測された。30 周期の光度変動は共通して phase0.84 で減光を示す。Asai et al. (2014)では phase0.95 で減光する性質について議論されていた[2]。今回の結果を受けて、10 年間で徐々に減光のタイミングが早まったか、急に位相が変わったのかについて、より詳細に各周期の光度変動を調べる必要がある。

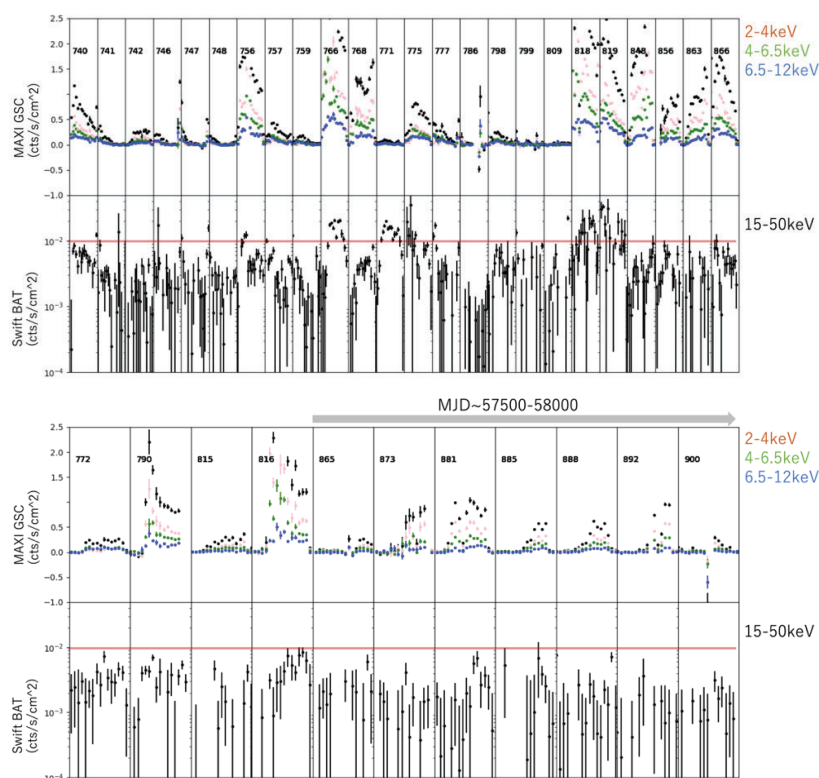


図 3: 近星点から始まるフレア(上)と遠星点から始まるフレア(下)の光度変動

3 : 仮定と考察

以上で述べた様々な種類のフレアについて、光度変動のタイムスケールとスペクトルの硬さの違いを降着過程の違いによるものと仮定し、いくつかの仮説を立てた。

楕円軌道中の近星点から明るくなるフレアのうち、次の近星点まで一周期継続して増光するフレアは円盤降着、近星点でのみ明るくなるスパイク型のフレアは星風降着と分類できる可能性がある。近星点で質量輸送率が上がることで円盤が形成されると、伴星からの距

離が遠くとも、一度形成された円盤から定常的な降着を受けることができる。例えば輝線のドップラーシフトを評価することで星風降着について詳細な議論が可能となるが、MAXI のエネルギー分解能では輝線について詳細な解析はできない。

次に、遠星点から増光するフレアについて、波の伝搬の遅れを概算した。音速 $c=1.2 \times 10^6 \text{cm/s}$ と仮定し、軌道長半径 $a=4.1 \times 10^{12} \text{cm}$ と、円盤半径を決定するパラメータ α を用いて 円盤半径 $=\alpha * a$ を算出し、波の伝搬の遅れのタイムスケール $t=(\text{円盤半径})/(\text{音速})$ を見積もった。 $\alpha=0.2$ と仮定した場合、 $t \sim 8$ 日と概算され、質量降着から半周期遅れて円盤内縁に到達することが可能であると示された。しかし、このような波の伝搬の遅れが 10 年間の中である固まった期間でのみ発生する理由は不明である。

最後に、フレアが始まる位相とスペクトルの硬さの相関は、円盤に当たって形成された衝撃波により光るか、単純にガス降着で光るかによる違いと考えることができる。

4 : 今後の研究計画

より物理的な議論を進めるため、我々は ISS に搭載された X 線観測装置 NICER と次世代 X 線観測衛星 XRISM にそれぞれ観測提案書を提出したところである。天体周辺のガス分布を調べるために水素密度の分布をマッピングすることが有効である。NICER は 1keV 付近の低エネルギー帯域で大きな有効面積を持つため、吸収量を見積もることができ、ガス分布に制限をつけることができる。一方、2022 年に打ち上げ予定の XRISM は、高階電離鉄輝線の現れる 7keV 付近で高いエネルギー分解能を持つため、輝線の線幅やドップラーシフトなどからガスの運動に制限をつけることができる。来年度には MAXI-NICER 連携により先の仮説を検討し、まずは Cir X-1 周辺のガス分布について正確な理解を得ることが期待される。

参考文献

- [1] Special Research Centre for Theoretical Astrophysics ホームページ
<http://www.physics.usyd.edu.au/sifa/rcfta/anrep97/anrep97/node15.html> より
- [2] Asai, K., Mihara, T., Matsuoka, M. et al. 2014, Publications of the Astronomical Society of Japan, Volume 66, Issue 4, id.79 13
- [3] Heinz, S., Burton, M., Braiding, C. et al. 2013, The Astrophysical Journal, Volume 806, Issue 2, article id. 265, 19 pp.
- [4] Johnston, H. M., Soria, R., Gibson, J. 2016, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 456, Issue 1, p.347-355
- [5] Jonker, P. G., Nelemans, G., Bassa, C. G. 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 374, Issue 3, pp. 999-1005
- [6] Linares, M., Watts, A., Altamirano, D. et al. 2010, The Astrophysical Journal Letters, Volume 719, Issue 1, pp. L84-L89
- [7] Matsuoka, M., Kawasaki, K., Ueno, S. et al. 2009, Publications of the Astronomical Society of Japan, Vol.61, No.5, pp.999—1010
- [8] Nicolson, G. D. 2007, The Astronomer's Telegram, No.985
- [9] Tennant, A. F., Fabian, A. C., Shafer, R. A. 1986, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Vol. 221, 27P-31P

異常を検知する機械学習による変光星検出

目加田慶人

中京大学工学部

概要

天体画像を対象として変光星を検出するために、中京大学工学部目加田・道満研究室では画像処理、機械学習を使った取り組みをしている。本稿では、2MASS[1]データセットを対象とし、幾何的な配置特徴を用いた2画像に写る同一の恒星の同定、異常検知手法に基づく変光星候補の絞り込みについての結果について報告する。

1: はじめに

本研究で扱う The Two Micron All Sky Survey (2MASS) データセットは、全天の 99.998% を網羅する 400 万枚を超える大規模な 3 バンド近赤外線天体画像群である。計測のスキャン間には重なる部分があり (図 1), これらの重なり領域では同一の星に対して異なる時間に計測されたデータを利用することができるため、変光星の検出に有効とされる[2]。そこで、最初に重なり領域における恒星の対応付けを精密に行う必要がある。この位置合わせのために恒星とその近傍にある恒星の幾何的な配置特徴に基づく画像位置合わせをおこなう。次に、重なり領域に存在する多数の星の時系列の計測値 (以下、輝度) を用いて変光星を検出する。2MASS データセットの分解能では微小な輝度の変化を知ることはできないため、検出できる変光星は少ない。そこで、異常を検知する機械学習手法を用いて、多くの恒星と異なる輝度の時系列変化を持つ星を絞り込むことで変光星の検出をおこなう。以下ではこれらを順に説明する。

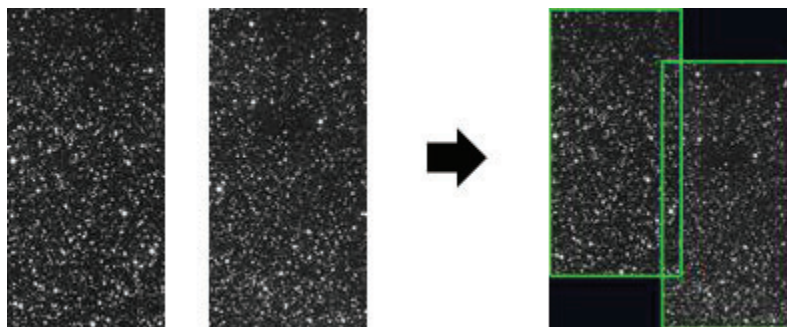


図 1: 2MASS データセットとその位置あわせ例

2: 星の幾何的な配置特徴に基づく画像位置合わせ

図 1 のような 2MASS データセットに含まれる画像に対して、画像間の類似度を用いて直接的に位置合わせを考えた場合、相対的に面積が大きくなる星以外の部分が類似度に対して支配的になり位置合わせ精度を上げることは難しい。また、画像の歪みや回転を考慮すると計算時間も膨大になり現実的ではない。そこで、ある程度の数の恒星をランドマークとし

て検出し，ランドマークの配置パターンを利用することで 2 画像の精密な位置合わせを実現する方法を開発した[3]．注目ランドマークに対して，近傍にあるランドマークまでの距離，注目ランドマークを含む 3 つのランドマークがなす角，注目ランドマークと近傍のランドマークの輝度差を用いて，各ランドマークに対する幾何的な配置と輝度の情報を含んだ特徴量を得る．重なり領域が存在する画像対において，これらの特徴により 2 画像間の相対的な位置関係を求める方法である（図 2）．

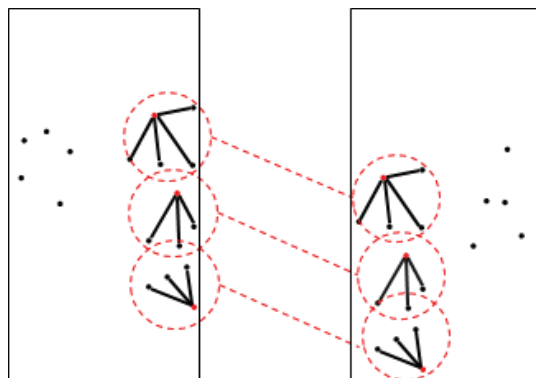


図 2：ランドマークの幾何的配置特徴マッチングによる位置合わせ

190 対の重なり領域を含む画像対を用いた実験では，その位置合わせ精度は 82.6%であった．位置合わせ結果の例を図 3 に示す．恒星が少ない画像対の場合精度が低下することが確認されたが，位置合わせにかかる計算時間は，一画像対あたり 0.761 秒（Intel Core i7-3820）であった．

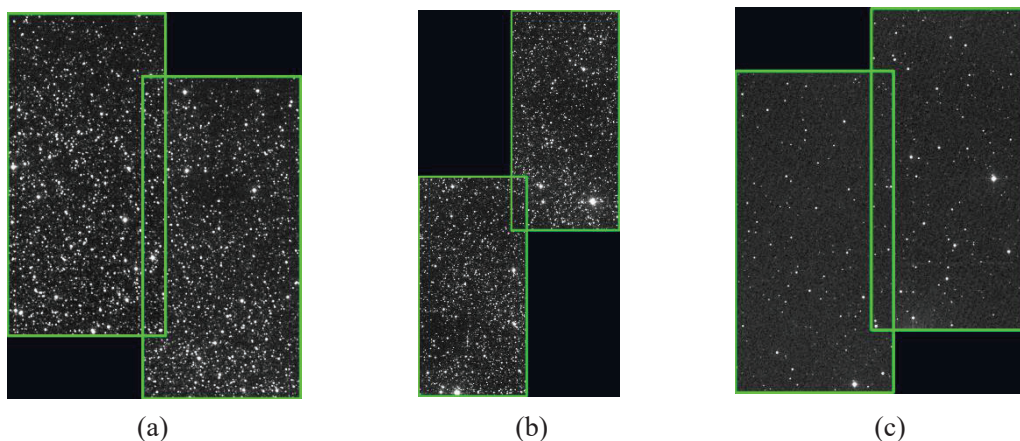


図 3：位置合わせ結果の例：(a) 重なり領域が大きく星が多い (b)重なり領域が小さく星が多い (c)星が少ない

3：異常検知手法による変光星検出

上述した位置合わせ手法によって，大量の画像対の位置合わせが可能となったことから，画像間の輝度変化に基づく変光星検出が実現可能となる．しかしながら，撮影時の条件により計測された値は変化するため，単純に対応する恒星の輝度差を測るだけでは変光星を高

精度に検出することはできない．そこで，学習データの対応する恒星間の輝度分布を Gaussian Mixture Model (GMM) で表現し，この GMM との乖離から異常を検知する手法により変光星の候補を限定する方法を検討した[4]．学習データとしては，位置合わせされた 2MASS データセットの各恒星領域に対して，その輝度の極大点を中心とした領域で，J ($1.235 \pm 0.006 \mu\text{m}$)，H ($1.662 \pm 0.009 \mu\text{m}$)，Ks ($2.159 \pm 0.011 \mu\text{m}$) の 3 つのバンドの矩形領域をすべて用いて特徴ベクトルとした．GMM の推定には深層学習の 1 つである Deep Autoencoding Gaussian Mixture Model (DAGMM) [5]を用いた．この方法は，最初の特徴ベクトルをオートエンコーダによって学習する．その後段での GMM の推定には，エンコードされた特徴および入力とオートエンコーダで復元された特徴との残差を入力としたニューラルネットワークで実現される．

実験では，既知の変光星を 136 対とそれらの周辺にある恒星 19,467 対を含む評価データを用いた．DAGMM の学習には 900 対の恒星のデータを用いた．ただし，評価データと近い位置から学習データを収集した場合とランダムな位置から収集した場合の 2 通りの学習データを用意し，単純な差分処理によって変光星を検出する従来法[6]との比較をおこなった．図 4 に各手法の ROC 曲線と AUC (ROC 曲線の下面積) を示す．図からわかるように，DAGMM による異常検知手法の性能が従来法に比べて高いことがわかる．さらに，評価したい恒星との位置が近い部分の恒星を学習データとして利用する場合の方が高精度であることがわかった．図 5 に学習データと評価データの位置が近い場合の変光星と非変光星それぞれの異常度の分布を示す．この図からわかるように，異常度の分布は明確に分かれており，大量のデータから効率よく異常なパターンを検出することが可能であることを示唆している．ただし，変光星であってもその異常度が小さくなることもあるため，これらの原因を精査する必要がある．

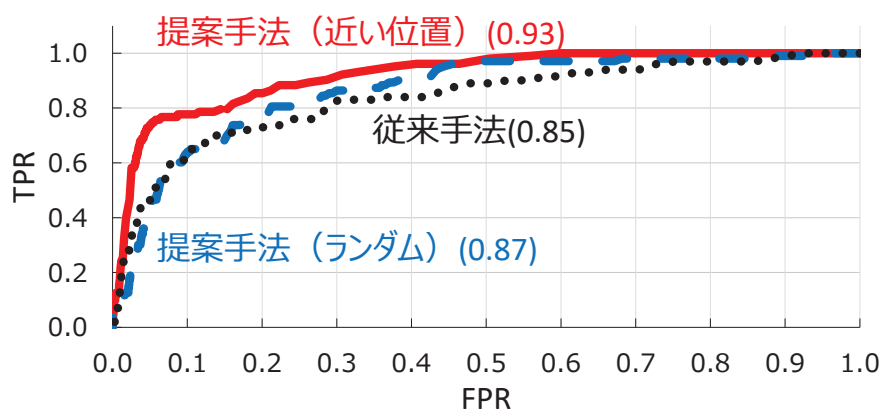


図 4 : 各手法の ROC 曲線 (カッコ内は AUC)

4 : まとめ

本稿では，画像処理，機械学習に基づく天体画像解析に関する話題を提供した．2MASS データセットを対象として，恒星の幾何的な配置特徴を利用した精密な位置合わせ手法，深層学習に基づく GMM 推定を用いた異常検知手法による変光星検出を紹介した．

謝辞： 本研究は中京大学国際教養学部の高妻真次郎准教授との雑談が切っ掛けとなって開

始したものであり，道満恵介講師や研究室の多くの学生とりわけ岩野勇弥君の協力の下に行われたものです．関係各位に深く感謝いたします．

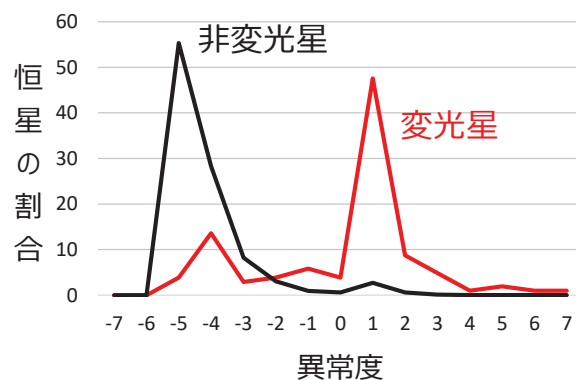


図 5：各恒星の異常度の分布

参考文献

- [1] M.F. Skrutskie, et al., "The Two Micron All Sky Survey (2MASS) ," The Astronomical Journal, vol.131, no.2, pp.1163-1183, Feb. 2006
- [2] S. Kouzuma and H. Yamaoka, "Properties of Large-amplitude Variable Stars Detected with Two Micron All Sky Survey Public Images, " The Astronomical Journal, vol.138, no.5, pp.1508-1519, Nov. 2009
- [3] K. Matsumoto, H. Sato, K. Doman, S. Kouzuma, Y. Mekada : "Landmark-based detection of the overlapping region between astronomical images, " Proc. of 2016 Int. Workshop on Advanced Image Technology (IWAIT), 3B-4, Jan. 2016
- [4] 岩野 勇弥, 道満 恵介, 高妻 真次郎, 目加田 慶人 : "機械学習を用いた異常検知による経時天体画像からの変光星候補の絞り込み", 動的画像処理実利用化ワークショップ 2019 講演概要集, IS2-8, pp.283-288, Mar. 2019
- [5] B. Zong, Q. Song, M. R. Min, W. Cheng, C. Lumezanu, D. Cho, H. Chen : "Deep Autoencoding Gaussian Mixture Model for Unsupervised Anomaly Detection," ICLR2018, poster, 2018
- [6] 岩野 勇弥, 道満 恵介, 高妻 真次郎, 目加田 慶人 : "天体画像の経時差分解析による変光星検出手法の検討", 2016 年電子情報通信学会総合大会講演論文集, D-11-49, p.49, Mar. 2017

「宇宙の間欠泉」から新たに出現した 双極高速ジェットからの同時噴出ガス塊

今井 裕¹, 宇野 友理¹, 前山 大地¹, 山口 諒祐², 甘田 溪¹, 濱江 勇希¹,
Ross Burns², Gabor Orosz³, José Francisco Gómez⁴, Daniel Tafoya⁵,
Lucero Uscanga⁶

¹ 鹿児島大学, ² 国立天文台, ³ タスマニア大学, ⁴ スペイン高等学術研究院,

⁵ オンサラ天文台, ⁶ メキシコ自治大学

概要

AGB / 後 AGB 星段階において、双極状高速ジェットに付随する水メーザー源が見られる例がある。これら「宇宙の噴水」天体を形成できるのは、連星系を構成する主星から放出されたガスの一部が極小伴星に勢い良く降着するからだろう。もしそうならば、連星系公転周期でこの物質降着の効率が上昇し、その度に高速流が伴星から正反対方向に吹き出す現象が見られるはずである。我々は、この様な「宇宙の間欠泉」とも呼べる天体において高速ガス流噴出直後の状態を、水メーザーをプローブに初めて捉えることに成功した。

1: 「宇宙の噴水」及び「間欠泉」天体

(多分) 単独の AGB / 後 AGB 星 (以下終末星と呼ぶ) ならば、星から球対称的に質量放出がなされ、球対称的な星周縁が発達する。この様な星周縁は低温($<100\text{ K}$)になるので、星周ダストや分子からのミリ波・サブミリ波連続波／スペクトル放射源として観測される。一方、(単独の終末星でも生じるかもしれないが) 連星系を成す終末星から双極状高速ジェットが形成されることが期待される。この様な連星系は太陽系近傍ではなく、付随する水メーザー (波長 1.3 cm) のスペクトルの速度幅が典型的な星周縁の典型的な膨張速度 ($1612\text{ MHz} / 18\text{ cm}$ 水酸基メーザースペクトルで見られる 10 km/s 程度) よりもずっと広い天体の発見により確認された。この様な水メーザー源が実際に終末星からの双極状高速ジェットに付随することが直接撮像で確認され、現在では「宇宙の噴水」天体と呼ばれている[1]。

水メーザーの観測のみでは、この様なジェットの全体形状を把握できない。一方最近の ALMA による W43A の観測[2]では、一酸化炭素分子(CO)輝線で見られるジェットは水メーザーで見られるものよりも外側まで伸びていて (しかし運動学的年齢は 100 年未満)、ジェット放出星に対して点对称的かつ周期的なガス放出が示唆される CO 輝線分布が見られる。さながら「宇宙の間欠泉」と呼ぶにふさわしいだろう。水メーザーは、この様なジェットと星周縁とが衝突する部分で励起されると考えられる。しかし、衝突して減速する前のジェットに付随したものを見つければ、ジェットの初速度や減速度、実時間での進化を把握できることになる。

「宇宙の噴水」天体は 2019 年現在で 15 天体しか確認されていない[3]。この様に極めて少数なため、この様な天体として存在する期間は 100 年未満である。一方、実際に観測されている水メーザースポット群の空間分布は多様であり、 10 年スケールでそれらの進化も観測されるはずである。連星系を成すのであれば、AGB 星の脈動変光の周期とは異なる周期性

を持って水や一酸化珪素(SiO) (星表面から星半径の2—3倍の上空にシェル状に分布) のメーザーの時間変化も見られるだろう。

2 : FLASHING (Finest Legacy Acquisitions of SiO-/H₂O-maser Ignitions by Nobeyama Generation)

我々は、この希少な「宇宙の噴水」天体のうち北天にあるもの全てと、SiO メーザー源を伴う候補天体に対して、野辺山 45m 電波望遠鏡とそれに新規搭載された 22GHz 帯/43GHz 帯同時観測システム[4]を使った、長期 H₂O / SiO メーザー源長期監視観測を企画・実行している。観測は 2018 年 12 月から開始され、望遠鏡保守期間(6 月—11 月)を隔てて 2019 年 12 月から再開した。この様な観測を 45m 鏡運用終了まで継続する決意を示す為に、事業名を FLASHING とした。

最初の観測シーズンにおいては、IRAS 18286-0959 において今までなかった高速度成分 (視線速度が星のものと比べて 150 km/s 以上) を水メーザースペクトル中に見出した[5] (図 1)。この成分はこの観測シーズン全期間 (半年間) を通して確認されているが、最も高速の成分 2 つについては途中で消滅・出現している。この 2 つの速度成分が同一のガス塊 (3 カ月間で 10 km/s 程度減速) なのか独立した 2 つのガス塊の存在を反映したものなのかは、現時点では不明である。

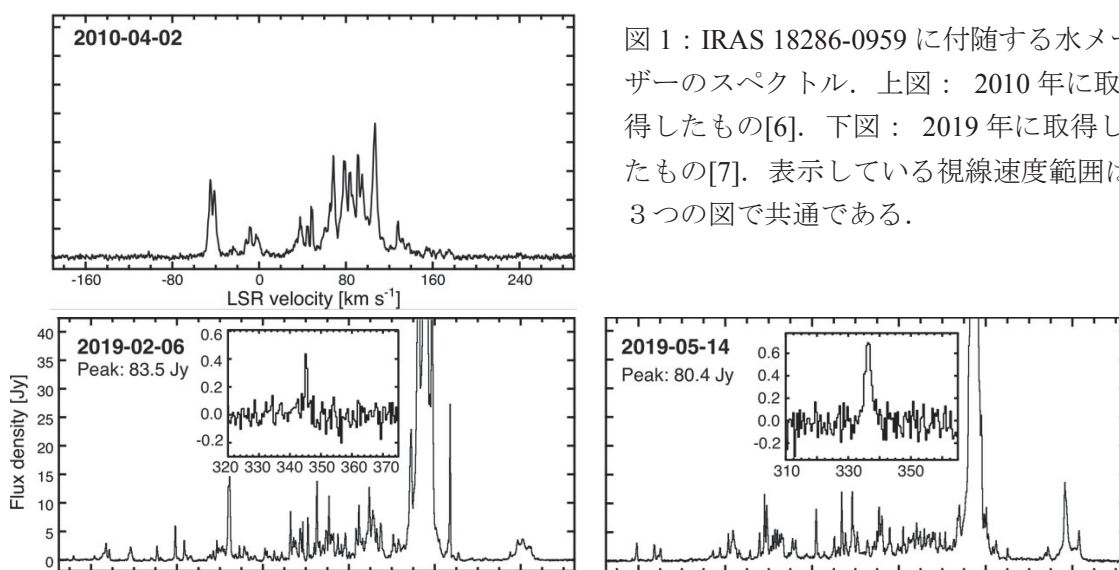


図 1 : IRAS 18286-0959 に付随する水メーザーのスペクトル。上図 : 2010 年に取得したもの[6]。下図 : 2019 年に取得したもの[7]。表示している視線速度範囲は 3 つの図で共通である。

3 : KaVA (KVN and VERA Combined Array)による緊急 VLBI 観測

IRAS 18286-0959 に出現した新高速度成分水メーザースポット群の位置を、これらが消滅してしまう前に VLBI 観測し特定する必要があった。我々は 2019 年 2 月初旬に緊急 VLBI 観測提案をし、3 月 6 日に実施された KaVA 観測により、これらスポット群が前述のほぼ予測通り、双極型ジェットの発生源のすぐ近くに存在することを確認することに成功した[5] (図 2 左図, 2/6 に確認された 345 km/s 成分は既に消滅していた)。これらの相対固有運動が不明ではあるが、2010 年以降に出現したと仮定すると、その上限は 7 mas/yr (天体距離 3.6 kpc 先で 120 km/s に相当) となる。この相対固有運動と水メーザースポット分布の拡張 (図 2 右図) のペースはほぼ一致している。ジェット軸に沿って先端付近まで減速せずにガス塊が突き進み、そこで周囲のガスと衝突して減速していると考えられる。ただし、大部分のジェット中であって

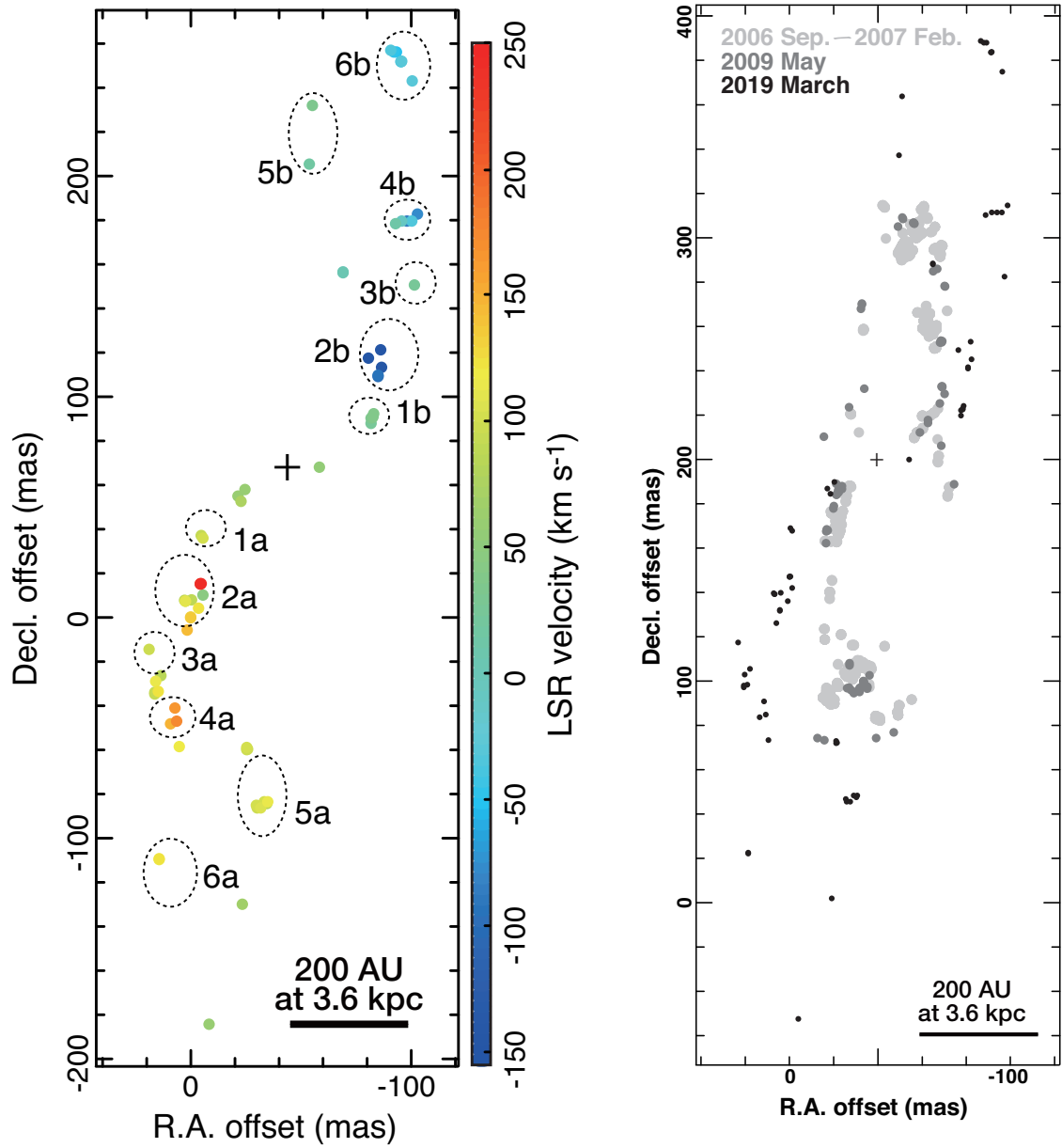


図 2 : KaVA 観測で取得した IRAS 18286-0959 に付随する水メーザーの相対分布マップ [5]. 左図 : メーザースポット視線速度分布. メーザースポットは 1a—6a 及び 1b—6b にグループ分けでき, a—b の組み合わせでメーザーが付随するガス塊が中心星から同時に正反対方向に約 3.5 年に一度放出されたと考えられる. 新高速度成分は 2a と 2b のグループの位置に存在するが, 同じグループ中にある他のメーザースポットとは視線方向上にたまたま重なって見えるだけかもしれない. 右図 : 過去の観測[6][7]の結果と水メーザースポット分布を比較したもの. 分布の広がりや 13 年間で約 2 倍にまで拡張していること, また双極型ジェットの主軸の方向が時計回りで変わっていることが分かる.

主軸から外れたところにあるガスは、周囲のガスとの摩擦により減速して多くのメーザースポットを励起させているはずである。Orosz et al. [8]は星周縁とジェットとの相互作用による摩擦に対応する係数を別の宇宙の噴水天体で求めているが、IRAS 18286-0959に求めた係数の値もその値と桁で等しい。ともかく、IRAS 18286-0959に付随する宇宙の噴水は、1980年代後半から1990年代前半に出現したと考えれる。

またこのジェットは、時計回りで歳差運動を持っていることが判明した。ジェットを形成する南北のローブの中でそれぞれ東側・西側に水メーザースポットが偏って存在しているが、それらスポットの並びがそれぞれ東側・西側へと移動していくことから、この歳差運動を確認できる。

4: まとめ, 今後の展望

上記の結果・考察から IRAS 18286-0959 の噴水の詳細が解明され、駆動する中心星が連星系を成すことに対する示唆が増えてきただけでなく、ジェットの真の形状やその実時間進化が見えてきた。今後は、水メーザースポットの強度変化も詳細に分析し、周期性を確実に把握したい。

その為にも、10年以上にわたる継続観測が必要であろう。VLBI 観測については、新速度成分が出現してから数日以内に複数回実現することが望まれるが、KaVA/東アジア VLBI 観測網はその様な観測を受け付けるので、事前の観測提案書の準備も含めて、緊急 VLBI 観測を迅速に実施できる体制を構築していく予定である。

参考文献

- [1] Imai, H. 2007, in IAU Symp. 242, *Astrophysical Masers and their Environments*, ed. W. Baan & J. Chapman (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 279
- [2] Tafoya, D. et al. 2020, in preparation
- [3] Gómez, J. F. et al. 2017, MNRAS, 468, 2081
- [4] Okada, N. et al. 2020, PASJ in press
- [5] Imai, H. et al., PASJ submitted
- [6] Yung, B. H. K. et al. 2011, ApJ, 741, 94
- [7] Imai, H. et al. 2013, ApJ, 771, 47
- [8] Orosz, G. et al. 2019, MNRAS, 482, L40

カシオペヤ座 γ 型変光星における水素輝線等価幅のモニタリング

石田 光宏 (横浜市立横浜サイエンスフロンティア高等学校 物理科)

Monitoring the equivalent width of the hydrogen emission line in Gamma Cassiopeiae variable

Mitsuhiro Ishida (Yokohama Science Frontier High School)

概要

近年、カシオペア座 γ 型変光星 (Gamma Cassiopeiae variables, GCAS) において、水素輝線等価幅の長期変動が報告されているが、変動のメカニズムは明らかになっていない。これを明らかにするため、本校所有の 30cm 望遠鏡+低分散分光器を用いて、複数の GCAS のモニタリングを始めた。得られたスペクトルから水素輝線等価幅、バルマー逓減率を計算し、時間変動などを調べた。

1. カシオペア座 γ 型変光星 (GCAS)

GCAS は、変光周期が数か月～数十年(以上)と言われ、変光星の種類では爆発型変光星(eruptive variables)に分類される[1]。Be 星(光度階級が III-V の B 型星のうち、過去に一度でも水素の輝線がみられたもの)であり、数百 km/s で自転しているため赤道周りにガス円盤を作り、そこから水素輝線が観測される。輝線は、星の自転軸と視線方向との角度でいろいろな形をとる(図 1)。また、GCAS のプロトタイプは、カシオペア座 γ 星 (γ Cas, ツイー)である(図 2)。

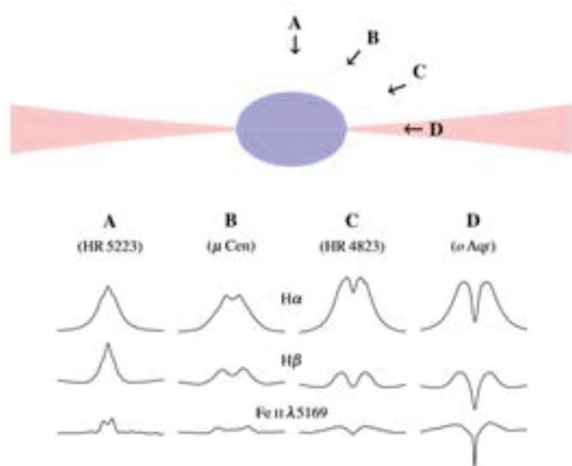


図1. 観測される輝線の形[2]。最も一般的な形はBで、ダブルピークになっている。



図 2. カシオペア座 γ 星 (図の矢印)

2. 本研究の目的

現在に至るまで、様々な GCAS の長期的な測光・分光観測が行われている。図 3 に γ Cas の水素輝線の等価幅(EW)の観測結果を示す。この天体のように、数十年スパンで変動しているものもあれば、数か月で変動しているものもある。EW の変動は、円盤の拡大・縮小と関連があると言われているが、変動のメカニズムはよくわかっていない。本研究では、より多くの GCAS をモニタリングし、EW の測定などから円盤のメ

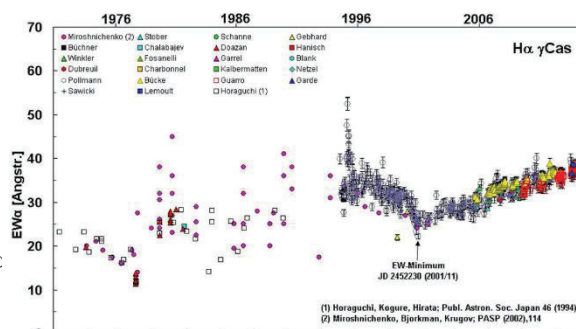


図 3. γ Cas の $H\alpha$ 輝線等価幅 (EW_α) の長期変動 (Pollmann et al. 2014)

3. 観測装置

3.1 観測場所

観測は、勤務先である横浜サイエンスフロンティア高校（神奈川県横浜市鶴見区）屋上の天文台で行った（図 4）。

北緯 35.50°
東経 139.69°

3.2 観測装置

観測装置の外観を図 5 に示す。望遠鏡はタカハシ製の口径 30cm 純カセグレン式である。冷却 CCD カメラは SBIG 製の ST-402ME である。分光器は Shelyak 製の低分散分光器 Alpy 600 で、分散素子はグリズムである。また、波長分解能 $\sim 600@650$ nm、 $400@450$ nm である。

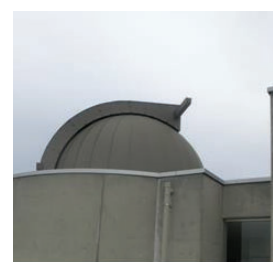


図 4. 本校天文台外観

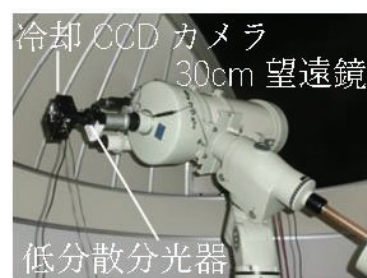


図 5. 観測装置

4. 観測結果

4.1 δ Sco

さそり座 δ 星の観測結果を報告する。
この天体は、2001 年に増光し、B 型星から Be 星になったことが知られている。

2011 年には再び増光が確認され、原因は伴星がおおよそ 10 年ごとに近星点を通るためという説が有力である。観測は、2018 年 9 月 16 日から 2019 年 10 月 9 日の計 9 夜行った。 δ Sco の諸量を、表 1. に示す。

表 1. δ Sco の諸量

赤道座標	16:00:20.00528, -22:37:18.1431
V 等級	1.86-2.32
スペクトル型	B0.3IV
距離	136.0 pc

2019 年 5 月 4 日の分光観測結果を図 6.1 に示す。どの観測日でも $H\alpha$ 、 $H\beta$ 輝線が検出できた。 $He\ I(5876\text{ \AA})$ は輝線であった時期もあるが[3]、現在は吸収線になっている。解析には、すばる画像解析ソフト Makali'i[4]と、Microsoft Excel を使用した。なお、分光標準星による縦軸の強度補正はしていない。

これらから $H\alpha$ 、 $H\beta$ 輝線それぞれの等価幅 (EW_α 、 EW_β とする) を Excel で計算した。等価幅とは、輝線や吸収線の強さを表す物理量で、連続成分を 1 としたときの線輪郭の面積で表される。計算は、まずスペクトルの連続成分を 1 に規格化し、輝線成分を切り出し、これにガウシアン関数を仮定し、最小二乗法でフィッティングする。そして、この関数で囲まれた部分の面積を微小な長方形を足し合わせることで EW を求めた。

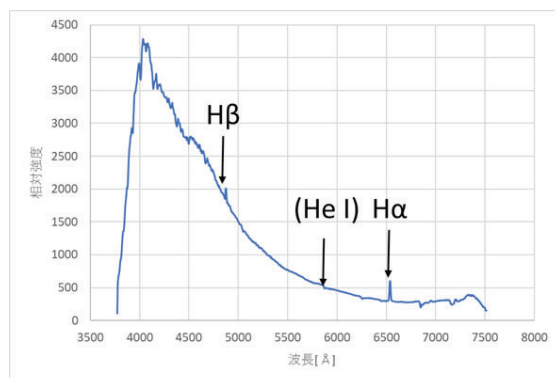


図 6.1. δ Sco のスペクトル(2019 年 5 月 4 日)

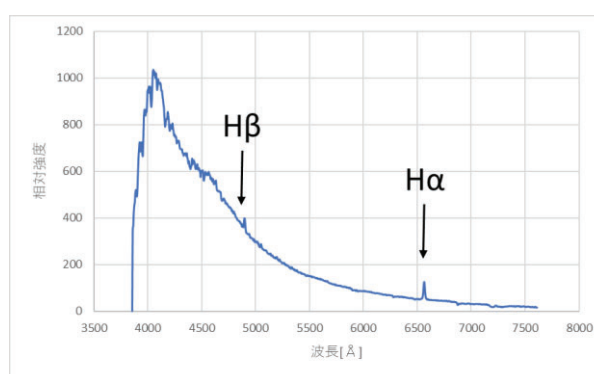


図 6.2. π Aqr のスペクトル(2019 年 9 月 25 日)

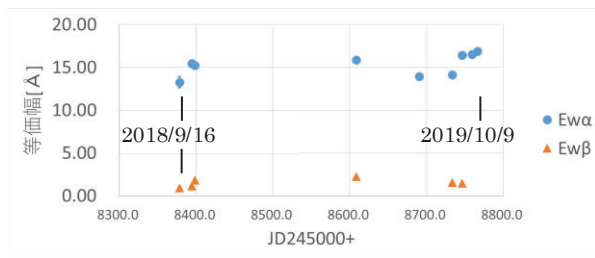


図 7.1. δ Sco の EW_{α} 、 EW_{β} の変化

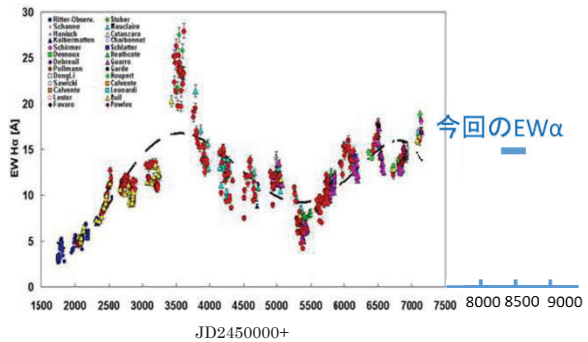


図 7.2. EW_{α} pollmann 2016 との比較

図 7.1 に観測日ごとの EW_{α} 、 EW_{β} の値を示す。両方ともここ一年間くらいで大きな変動はなかった。この結果は先行研究（例えば pollmann 2016[5]）と大きく変わらない（図 7.2）。一方で EW_{α} の値は、ここから予想される値とは異なっている。周期性（pollmann は、およそ 9 年と言っている）が変わっている可能性があり、今後も継続観測していきたい。

図 8.1 に、観測日ごとのバルマー逓減率の値を示す。バルマー逓減率とは、バルマー輝線の放射流束の相対値として定義され、通常は $H\beta$ に対する比が用いられる。これを測定することで円盤の物理状態を知る手がかりとなることが知られている。今回は、 $H\beta$ に対する $H\alpha$ の比 (D_{34}) を計算した。 D_{34} は以下の式で表される[6]。

$$D_{34} = \frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} = G_{\alpha} \frac{W_E(H\alpha)}{W_E(H\beta)}$$

W_E : 輝線のための等価幅 $W_E = W_s - W_{ob}$

W_s : 光球吸収線の等価幅

W_{ob} : 観測される等価幅

G_{α} : 変換係数

である。 W_s と G_{α} は、藤井美星観測所の藤井貢氏によるモデル大気の計算値[7]を使用させていた。ここでは B 型主系列星の W_s と G_{α} が分光サブクラスごとにシミュレートされている。

図 8.1 より、 D_{34} は 1~2 の値をとっている。これは[6]で言われている B0 型の D_{34} 値: 1~3 の範囲内にある。また、JD2458700 から変動があるように見える。図 8.2. は先行研究である藤井氏のデータとの比較である。近星点付近で極小となっている。また、今回の D_{34} の平均値をプロットすると、過去の周期性から予想される値と異なっているように見える。こちらの値も今後継続して観測していきたい。

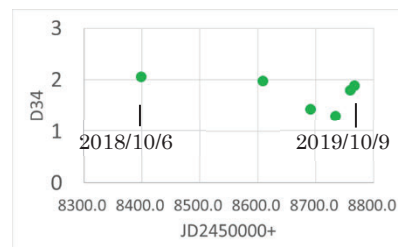


図 8.1. δ Sco のバルマー逓減率の変化

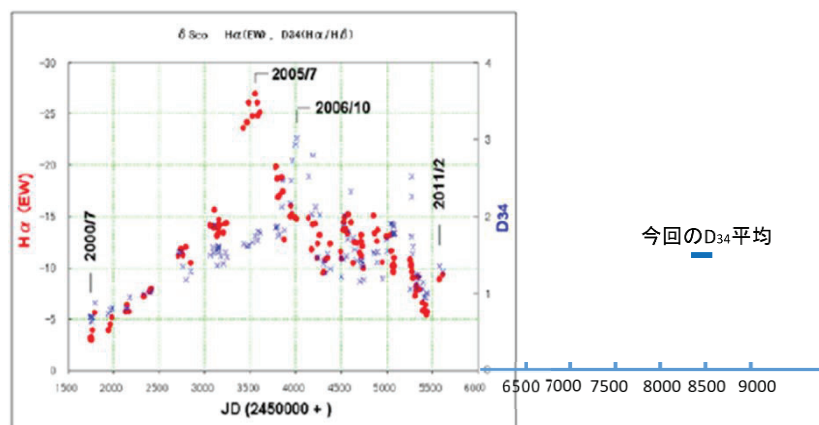


図 8.2. D_{34} 藤井貢氏との比較

4.2 π Aqr

GCAS には X 線でも明るいものも存在する。このような天体を「 γ Cas アナログ」という[8]。

表 2. π Aqr の諸量

赤道座標	22:25:16.6228499,+01:22:38.634579
V 等級	4.42-4.87
スペクトル型	B1V
距離	240 $\pm$ 20 pc

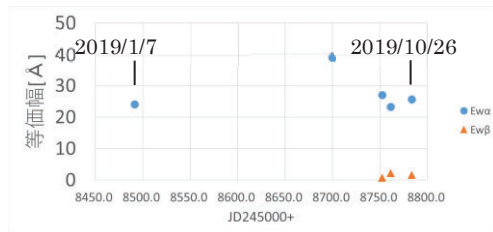
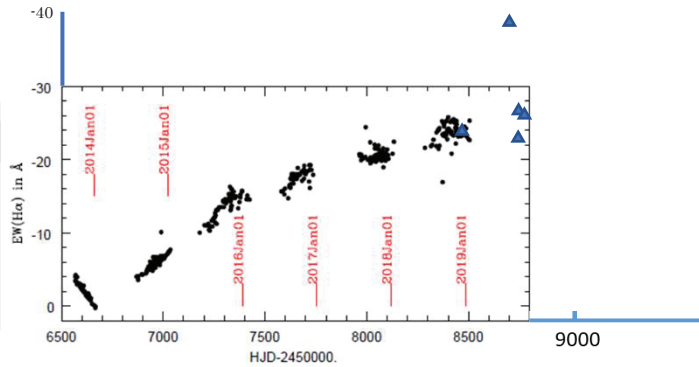
X 線とも比較して円盤のメカニズムを調べたいと考え、可視でも明るい γ Cas アナログの一つである π Aqr を観測した。表 2. に諸量を示す。

2019 年 9 月 25 日のスペクトルを図 6.2. に示す。観測は、2019 年 1 月 7 日から 10 月 26 日の計 5 夜行った。EW $_{\alpha}$ に関して有意な変動が見られた (図 9.1.)。

Naze et al.2019[9]による EW $_{\alpha}$ の変遷を表 3.に示す。これより、頻繁に増減を繰り返していることが分かる。この結果に今回の測定値を載せたものが図 9.2.である。今後も EW $_{\alpha}$ の増加がみられる可能性があり、継続して観測していきたい。また、バルマー逓減率の計算、X 線との関係も考察しながら、円盤のメカニズムを探っていく。

表 3. π Aqr の EW $_{\alpha}$ の変遷

1950-1990 年	active phase
1996-2000 年	weak phase
2014 年 1 月	円盤消失?
2019 年 1 月	1950-1990 年の active phase に回復

図 9.1. π Aqr の EW $_{\alpha}$ 、EW $_{\beta}$ の変化図 9.2. EW $_{\alpha}$ Naze et al.との比較。▲が今回の値。

5. 今後の展望

今回は 2 天体の報告にとどまったが、 β CMi, ϕ Per, ϕ Per, 66 Cyg など観測しており、現在解析中である。今後はこれらの結果や他の物理量 (V 等級の変化、円盤の回転速度など) とも比較し、円盤のメカニズムを探っていく。

参考文献

- [1] 植村誠, 変光星・突発天体現象概論, 62
- [2] Rivinius Th., et al., 2013, A&AR, 21, 69
本田敏志, 2018, 第 23 回天体スペクトル研究会集録, 53
- [3] 藤井貢, δ Sco のバルマー逓減率(D34)と He I (5876Å)輝線等価幅変化, 1
- [4] [https://makalii.mtk.nao.ac.jp/index.html.ja\(2020.1.6\)](https://makalii.mtk.nao.ac.jp/index.html.ja(2020.1.6))
- [5] pollmann E., 2016, IBVS.6179, #1
- [6] 小暮智一, 2002, 輝線星概論(宇宙物理学講座第 4 巻)(ごとう書房), 151
- [7] [http://otobs.org/FBO/qa/Ws_G_Model_2008.ppt\(2020.1.6\)](http://otobs.org/FBO/qa/Ws_G_Model_2008.ppt(2020.1.6))
- [8] 辻本匡弘, 2018, 連星系・変光星・低温度星研究会 2018 スライド, 6
- [9] Naze Y., et al., 2019, eprint arXiv:1906.09030

ALMA による原始星連星周囲の円盤の構造、運動の観測、解析

高桑 繁久（鹿児島大学／台湾中央研究院天文及天文物理研究所）

導入

星間空間に存在する、分子ガスと固体微粒子「ダスト」からなる雲「星間分子雲」は、新たな星が形成される現場である。これまでの研究から星間分子雲中に高密度（水素分子のガス密度にして 10^5 cm^{-3} 以上）のガスの塊「分子雲コア」が形成され、この分子雲コアが重力収縮を起こして新たな赤ちゃん星を生むことがわかっている。分子雲コアから生まれた星の赤ちゃんは、その進化段階によって4つのクラスに分けられる（図1）。すなわち、生まれてから約1万年程度のものは Class 0 天体、10 万年程度のものが Class I、その後 Class II、Class III と分類される。この中で Class 0 や Class I 天体は、周りの分子雲コアのガスの質量降着により星の質量が決定されたり星周円盤が形成される時期であり、これらを原始星と呼ぶ。

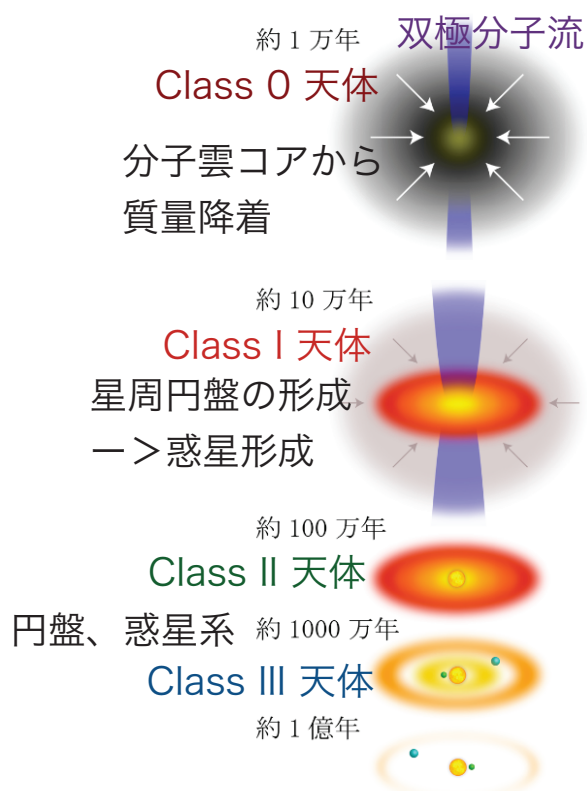


図1：星形成の概念図。すばるのホームページの図に筆者が解説を追加したもの。

一方、太陽質量程度の主系列星の過半数は、ふたつの星が互いの周りをまわっている双子の星「連星」であることがわかってきている。したがって星形成をより系統的に理解するためには、単一の星の形成過程のみならず連星の形成過程を理解することが必須である。実際、これまでの観測から、原始星においては主系列星よりもさらに連星の割合が高いことも示唆されている。

これまでの観測から原始星連星周囲には、それぞれの個々の星に付随する「星周円盤」と、連星系全体を取り囲む「周連星系円盤」の二つが存在し、この周連星系円盤が個々の星周円盤や星に質量を供給する源であると考えられている。したがって、周連星系円盤の詳細観測、それを再現する理論モデルの構築が、連星の形成、進化を理解する上で不可欠である。

ALMA望遠鏡による原始星連星 L1551 NE, L1551 IRS 5 の観測

我々は究極のミリ波、サブミリ波望遠鏡アタカマ大型ミリ波サブミリ波望遠鏡 (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array: ALMA) を用いて、近傍の代表的な星形成領域の一つであるおうし座分子雲（距離 140 pc）の原始星連星 L1551 NE および L1551 IRS

5 の観測を行った。表 1 に両原始星連星のパラメータを示す。L1551 IRS 5, L1551 NE は同じおうし座分子雲にある隣り合った (~ 2.5 分角) Class I 原始星連星であるが、連星の基本パラメータは異なっていることがわかる。この二つの原始星連星についてALMA望遠鏡で周連星系円盤の構造、運動の詳細を調べることで、原始星連星がどのように成長しているのかを調べる。

原始星連星	連星の全質量 (太陽質量)	連星質量比	連星間距離 (天文単位)
L1551 NE	0.8	0.2	145
L1551 IRS 5	0.5	1	53

図 2 (左)に0.9 mm ダスト連続波の観測結果を示す。中心には、L1551 NEの個々の原始星 (Source A, B) に付随する星周円盤の構造が見られる。そしてそれら全体を取り囲む半径 300天文単位程度の周連星系円盤の構造も見られることがわかる。周連星系円盤はふたつの腕状の構造、すなわち北西側に位置する構造 (これをArm Aと呼ぶ) と南東側の構造 (Arm B) からなっている。Arm Bは Source B の星周円盤と接続していることがわかる。またこれらふたつの腕は全体として西側に偏って分布しており、東側ではほとんど見られない。これは、点対称の二つの腕状の構造($m=2$ のモード)とは違って、非点対称な渦巻きの構造、 $m=1$ のモードが存在していることを示している。

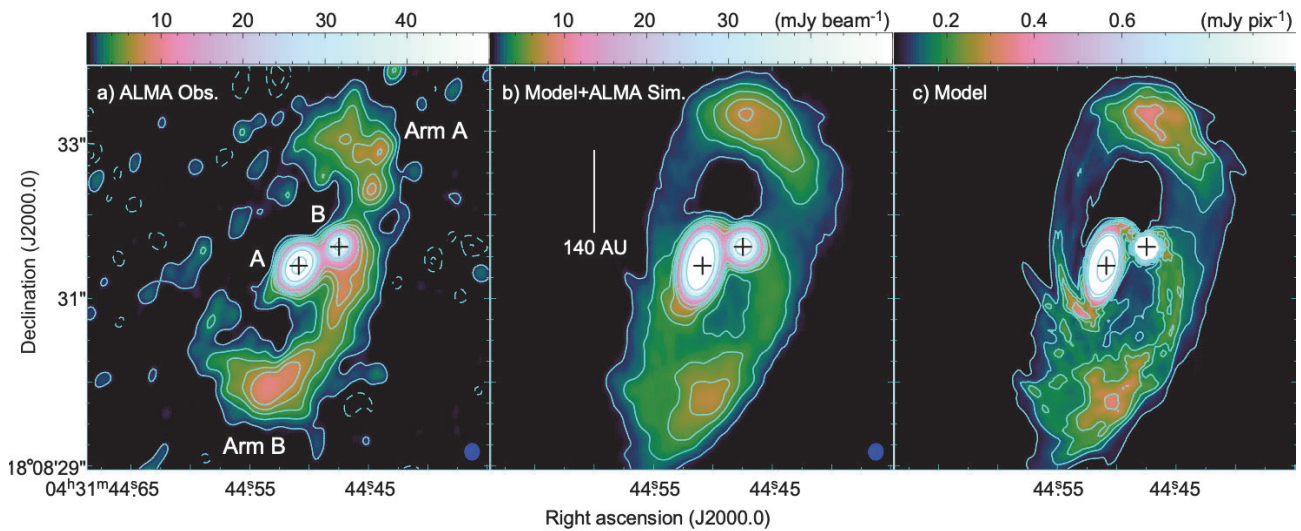


図 2: ALMA観測により得られた、原始星連星 L1551 NE の 0.9 mm ダスト連続波のイメージ (a)および数値シミュレーションのイメージ (b, c) 。パネル b) は数値シミュレーションにALMAの擬似観測を施したもので、パネル c) は擬似観測前の数値シミュレーションのイメージを示す。十字は原始星の位置。

このようなALMAの観測結果を我々の数値シミュレーションはよく再現していることがわかる。

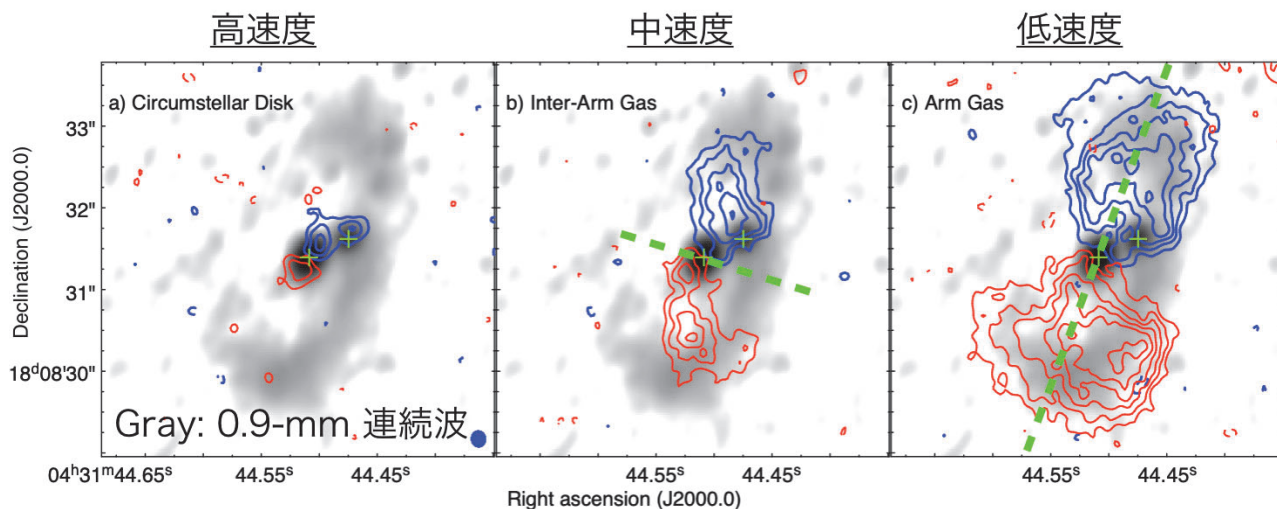


図 3: C^{18}O 輝線でみたa)高速度、b)中速度、及びc)低速度での分子ガスの分布。青と赤のコントアがそれぞれ青方遷移、赤方遷移した分子ガスの分布を表す。背景のグレースケールは0.9 mmダスト連続波のイメージ。

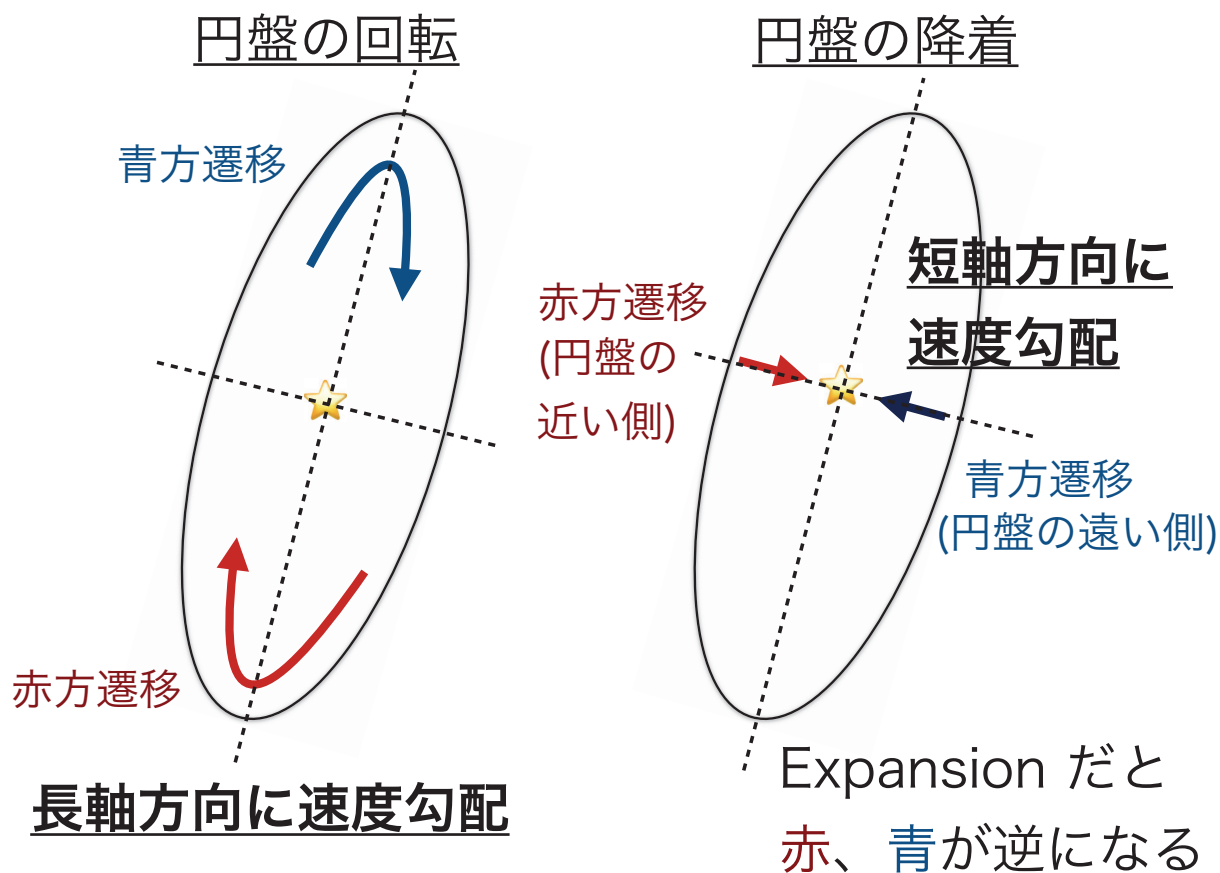


図 4: 円盤の分子輝線の観測結果を理解するための模式図。

図3にALMAによるL1551 NEのC¹⁸O分子輝線の観測結果を示す。分子輝線の場合、実際に観測された周波数とその分子輝線の静止周波数を比較しドップラー効果を適応することにより、視線方向の分子ガスの運動を調べることができる。図中で青のコントラストは、青方遷移、すなわち我々に向かって運動しているガスの分布を示し、赤のコントラストは我々から遠ざかる運動、赤方遷移をしているガスの分布を示す。高速度成分(図2a)では、Source Aに付随する星周円盤のガスの回転運動がみられることがわかる(図4左参考)。一方、中速度成分では、Source Aの星周円盤と腕状の周連星系円盤を繋ぐようなガスの速度成分が見られる。Source Aの西側には青方遷移した分子ガスの成分、東側には赤方遷移した成分があり、これはSource Aに向かって分子ガスが落ち込んでいる降着運動を示している(図4右)。すなわちSource Aが周連星系円盤から物質を取り込み成長している過程をみているのである。一方低速度成分では、周連星系円盤の腕状ガスの回転成分がみえている(図4左)。このような周連星系円盤の回転運動や、原始星に向かった降着運動も我々の数値シミュレーションは再現できている。

一方、L1551 IRS 5についてはL1551 NEと同様に周連星系円盤の2本腕の渦巻きは見られたが、 $m=1$ モードではなくて対称な構造を示した。さらに周連星系円盤の外側に向かったexpansionの運動も見られた。また周連星系円盤の温度が100 Kと、L1551 NEの周連星系円盤の温度(~30 K)と比べて優位に高いことも示された。これらの結果は、同じClass Iの原始星連星であっても、L1551 NEとL1551 IRS 5ではその性質、物理状態が大きく異なっていることを示している。詳細は後日出版予定の論文を参照されたい。

まとめ

ALMA望遠鏡による高感度、高分解能の観測により、原始星連星周囲の円盤のガスの構造、運動や、連星への質量降着の詳細が見え始めている。これらの観測結果は理論的数値シミュレーションの結果との直接比較も可能である。今後の研究のさらなる発展により、主系列連星の統計的な特徴(軌道長半径、質量、質量比)の成因を調べられる可能性がある。

参考論文

Takakuwa, S., Saito, M., Saigo, K., et al. 2014, ApJ, 796, 1

Takakuwa, S., Saigo, K., Matsumoto, T., et al. 2017, ApJ, 837, 86

前主系列星 V523 Ori の測光・分光観測

山村 春香¹, 福田 尚也¹, 赤澤 秀彦²

¹岡山理科大学, ²倉敷・船穂天文台

概要

V523 Ori は前主系列星の若い天体であり、弱輝線 T タウリ型星に分類されている。若い天体の大きな増光は数年に一度見つかる現象で極めてまれであるが、2017 年 10 月にこの天体の増光が報告された。2013 年から 2017 年にかけて Ic で約 2 等の増光がみられている。そこで 2017 年 10 月から岡山理科大学天文台で測光観測と分光観測を行った。ここでは、赤澤氏による船穂天文台での多色測光観測の解析結果と、岡山理科大学天文台での現在までの観測結果について報告する。

1. はじめに

前主系列星とは星の一生のうちの若い段階の天体であり、星が主系列星に向かって進化している段階の星である。まだ核融合が始まっておらず、質量降着にともなう重力エネルギーを熱エネルギーとして解放することで輝いている。その前主系列星のうち、年齢が 100 万から 1000 万年の天体で $2M_{\odot}$ より低質量のものを T タウリ型星と呼ぶ。T タウリ型星は 1945 年に Joy によって定義された変光星である。不規則な変光とスペクトルに輝線を示し、スペクトル型は F~M 型にあたる。T タウリ型星は輝線を示す天体であり、水素のバルマー線、Ca II の H 線や K 線、Fe I が輝線として見られる。SII や O I は禁制線として現れる。吸収線では Li が見られ、これは若い天体である証拠となる。

T タウリ型星は、古典的 T タウリ型星(Classical T Tauri Star: CTTS)と弱輝線 T タウリ型星(Weak-lined T Tauri Star: WTTS)の 2 つのサブタイプに分類できる。これらは $H\alpha$ 輝線の等価幅によって分類され、 $H\alpha$ 輝線が $10\text{\AA}$ よりも大きいものを CTTS、 $10\text{\AA}$ よりも小さいものを WTTS と分類する。T タウリ型星は CTTS から WTTS へと進化し、円盤が次第に薄くなって進化していくことが特徴である。

T タウリ型星における変光の特徴に関して、主に 4 つの変光原因が挙げられる。変光原因には、周期的なもの和不規則なものがあり、周期的な変光はクールスポットやホットスポットによるもの、不規則な変光は円盤からの降着や星周物質からの掩蔽によるものがある。

V523 Ori は、2017 年 10 月 29 日に急な増光が報告された天体である(vsnet-alert 21552, 前原)。オリオン座の方向に位置するこの天体は、V 等級で 14.9 等、変光タイプは WTTS、自転周期は 3.6 日とされている(AAVSO、SIMBAD より)。本研究の目的は、急増光を示した V523 Ori の測光・分光観測を行うことで、この天体が何が原因でどのような変動を起こしているのかを明らかにすることである。

2. 観測

2.1 観測場所と観測装置

観測は岡山理科大学 C2 号館屋上天文台にて行った。観測装置については、測光観測では Celestron の口径 23.5cm 反射望遠鏡、冷却 CCD カメラは SBIG 社の ST-9XE を使い、屋上での観測はすべてクリアフィルターを使用した。分光観測では Celestron の口径 28cm 反射望遠鏡、冷却 CCD カメラは

SBIG 社の ST-1603、分光器は SBIG 社の DSS-7 を用いた。

3. 結果と考察

3.1 測光観測

図 1 は増光報告直後の 2017 年 10 月 30 日から 2019 年 1 月 8 日までの測光観測の結果である。解析は AIP4Win で行い、解析に使用した比較星は、C1 を TYC 4767-938-1($V=12.21$)、C2 を TYC 4767-1286-1($V=11.19$)とした。その結果、自転周期は 3.6 日(AAVSO による)であると言われているが、周期的な変光は確認ができなかった。また、1 日内で短時間の変光が確認できた。

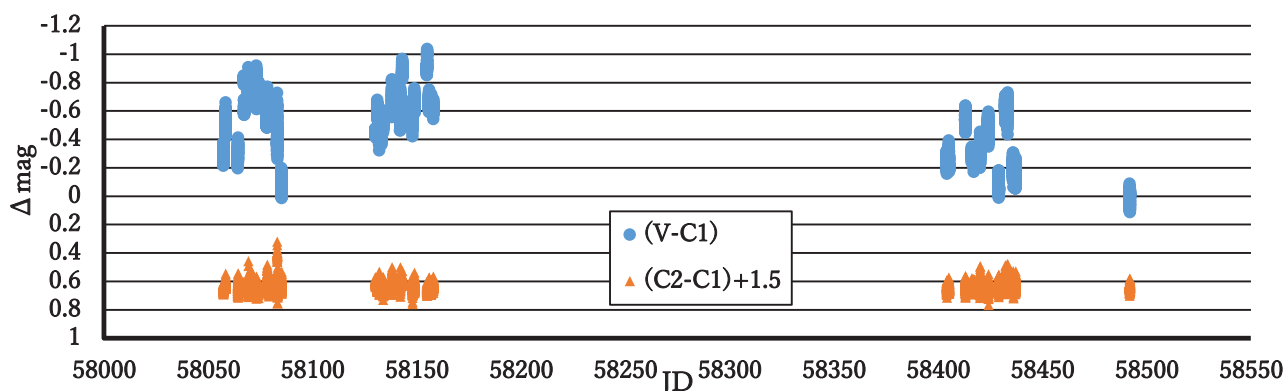


図 1. 2017 年 10 月 30 日から 2019 年 1 月 8 日までの V523 Ori の測光観測結果

次に倉敷・船穂天文台にて赤澤氏によって得られた多色測光観測データを解析した。観測は 2017 年 10 月から 2018 年 1 月までの計 37 夜にわたって行われ、B、V、Rc、Ic の 4 種類のフィルターを用いている。倉敷・船穂天文台での測光観測結果を図 2 に示した。

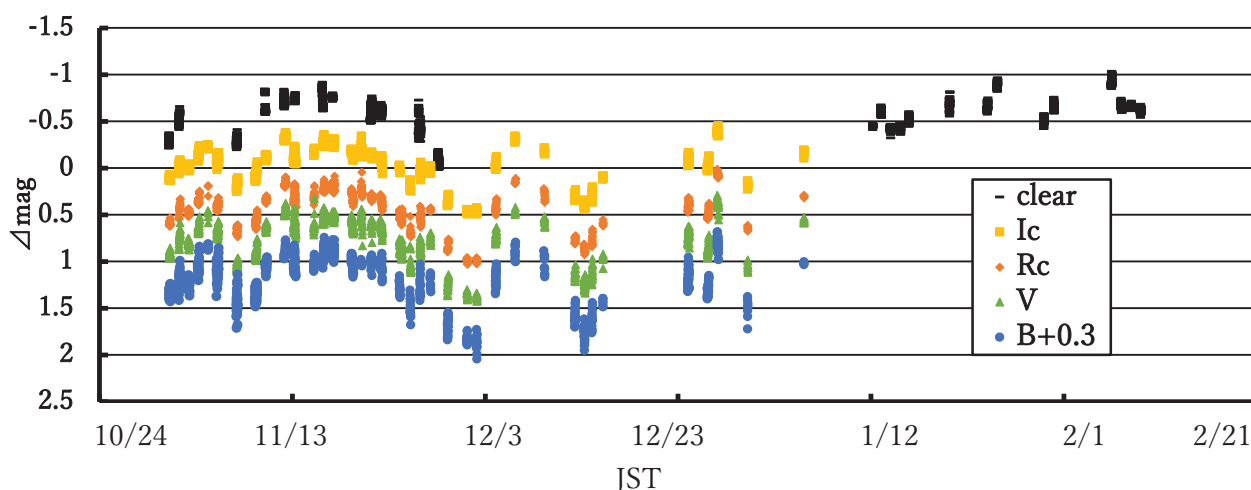


図 2. 2017 年 10 月 30 日から 2018 年 1 月 4 日までの V523 Ori の測光観測結果

3.2 分光観測

分光観測は 2017 年 11 月から 2019 年 1 月の期間で計 9 夜の観測を行った。図 3 は増光報告直後の 2017 年 11 月 1 日の分光観測結果である。すべての観測日に対して、 $H\alpha$ の輝線を確認することができた。しかし、その他の輝線や吸収線に対しては確認ができなかった。次に、V523 Ori は WTTS とされているため他の WTTS と CTTS と比較をした。その結果、V523 Ori は WTTS よりも CTTS に似てい

ることが分かった。さらに V523 Ori の等価幅をすべての観測日に対して求めたところ、どれも $10\text{ \AA}$ よりも大きく、T タウリ型星の分類としては CTTS となった。

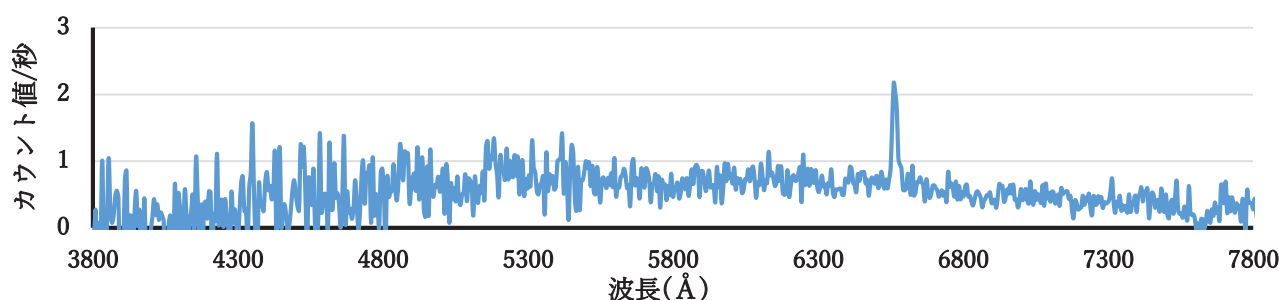


図 3. 2017 年 11 月 1 日の V523 Ori のスペクトル

3.3 2019 年 10 月からの測光観測

増光報告後から 2 年経った 2019 年 10 月からの測光観測では、増光報告直後とは違った変動が見えている。図 4 は 2019 年 10 月 16 日のライトカーブである。この日は部分的に明るくなる時間帯が見られ、2 分間に約 0.6 等の増光が確認できた。この増光しているプロットが平坦であることからスポットの可能性が考えられる。2019 年 10 月 16 日以外の観測日でも増光している時間帯や減光している時間帯が見られる日があった。2019 年 10 月から 11 月では、暗くなる時間よりも明るくなる時間の方が多く見られている。2019 年 11 月の時点で、アウトバースト直後よりも変光は少なく落ち着いているが、アウトバースト直後には見られなかった変動が見えている。そしてその変動は、数時間の中で数秒または数分にわたって起きており、これらが周期的に起こるのか、非周期的なのかは今後継続的に観測していく必要がある。

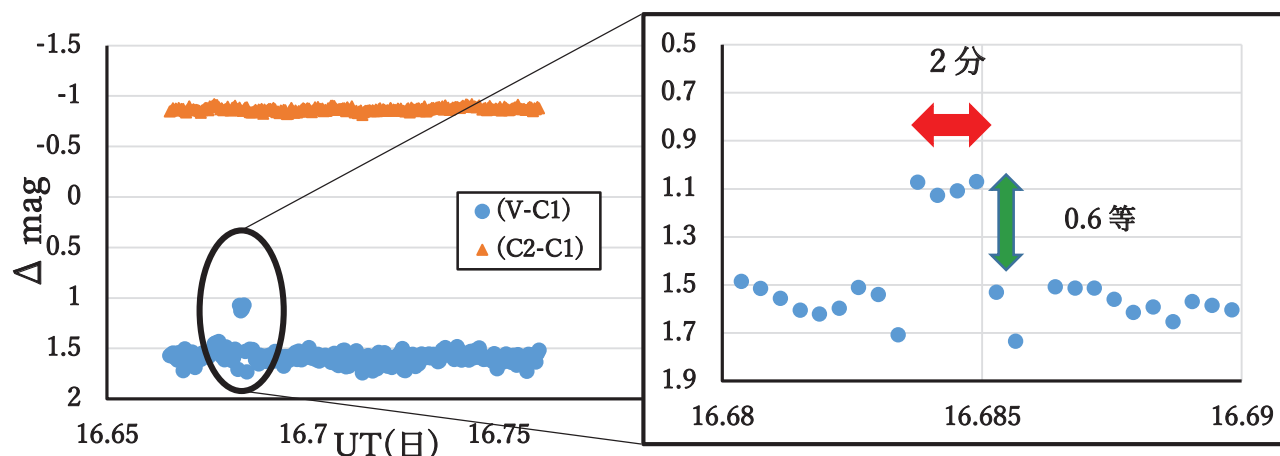


図 4. 2019 年 10 月 16 日の V523 Ori の測光観測結果

3.4 長期変動

図 5 は増光報告後の 2017 年 10 月 30 日から 2019 年 11 月 23 日までの屋上天文台での測光観測結果である。約 2 年間で最大 5 等の減光が確認できた。また、図 6 は ASAS-SN での V523 Ori のライトカーブである。このグラフでは 2019 年 11 月 21 日(JST)には V 等級で約 17 等に減光し、最も暗くなっている。大学屋上での測光観測でも同じ急減光が見られたが、その翌日以降にはほぼ元の明るさまで戻った。

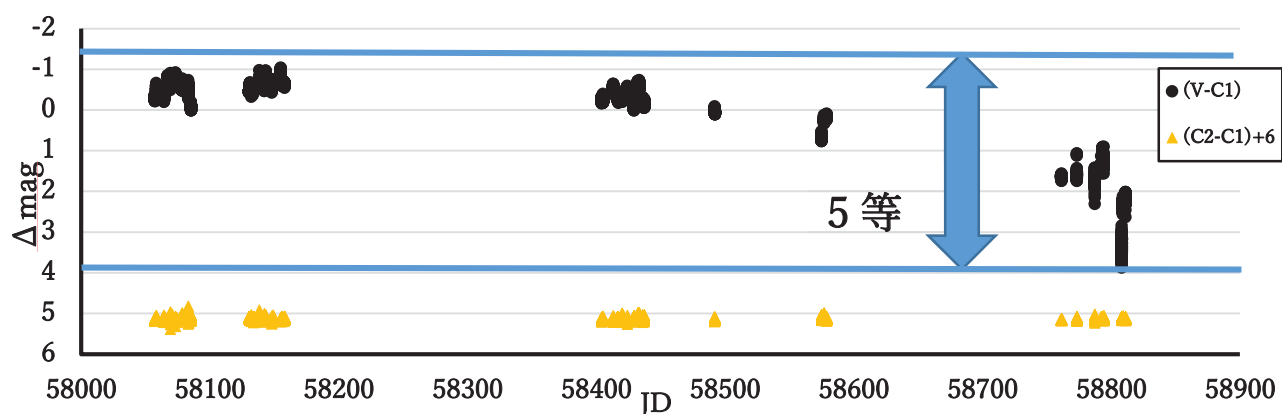


図 5. 2017 年 10 月 30 日から 2019 年 11 月 23 日までの V523 Ori の測光観測結果

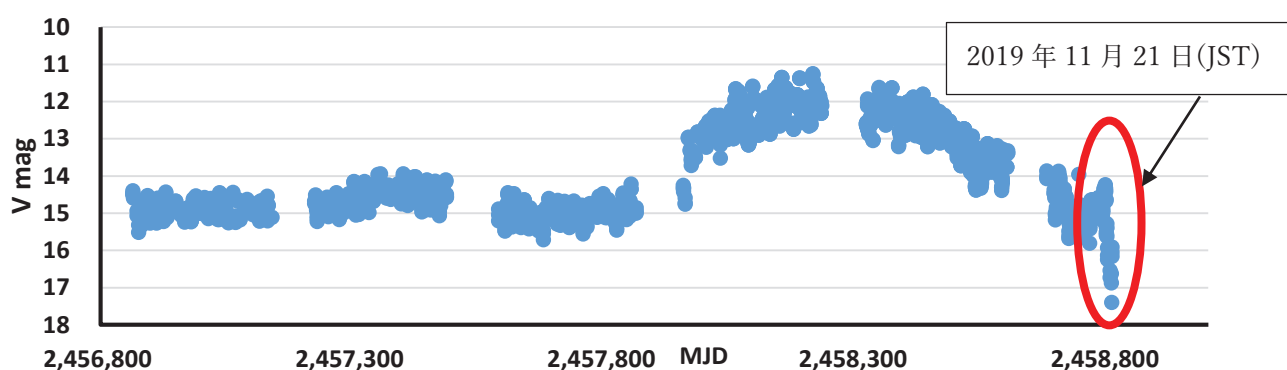


図 6. V523 Ori のライトカーブ(ASAS-SN より)

3.5 若い天体でのアウトバーストの分類

V523 Ori のような若い天体のアウトバーストには 2 つのタイプがある。1 つ目が FU Ori 型と呼ばれ、数等の振幅の強いアウトバーストを示し、アウトバースト後はゆっくりと減衰することが特徴である。2 つ目は EX Lup 型と呼ばれ、1 年から 2 年の継続時間の短いアウトバーストを示し、アウトバーストは数年間隔で起こることが特徴である。またスペクトルでの特徴として、FU Ori 型は F 型または G 型の超巨星のスペクトルを示し、T タウリ型星に比べて広いラインをもつ。また、Fe I、Li I、Ca I は回転円盤が起源となるダブルピークを示すと言われている。一方 EX Lup 型は、静穏期で M 型矮星のスペクトルや T タウリ型星のスペクトルを示すと言われている。

V523 Ori は 2019 年 11 月現在、アウトバースト前の明るさに戻っており、アウトバーストの継続時間はおおよそ 2 年半である。そしてアウトバースト後のスペクトルは $H\alpha$ の輝線が顕著に見えている。これらのことから、アウトバーストのタイプは EX Lup 型であると考えられる。

主な参考文献

Audard, M. et al. 2014, “episodic accretion in young stars”, “Protostars & Planets VI” (University of Arizona Press), P387-410

Stahler, W.S. & Palla, F. 2005, “The Formation of Stars” (Wiley)

AAVSO <https://aavso.org/>

ASAS-SN <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~assassin/index.shtml>

特異な共生星 V694 Mon の可視分光観測

安藤和子、福田尚也（岡山理科大学）、赤澤秀彦（船穂天文台）、
佐藤文衛、長谷川 棕（東京工業大学）、泉浦秀行（国立天文台）、HIDES-F 運用チーム

概要

V694 Mon は共生連星と分類されている。この天体には、ジェットと考えられる非常に速い高速度成分が水素の Balmer 線に報告されている(Tomov et al. 1990)。数年間隔で増光を繰り返していたが 2016 年 2 月に 8.8 等と当時までで最も明るく増光していることが報告されてから、我々は長期のモニター分光観測を行なっている。2018 年 11 月にこの高速度成分が 11 月 16 日に見えなくなったことが報告された。同時期にイレギュラーな再増光が見られ、2019 年 1 月にこれまでの最大光度に達した。我々の低分散分光観測では 11 月 14 日にすでに P Cygni プロファイルの高速度成分がみえなくなっていることが確認できた。一方で、高分散分光観測では、12 月 29 日でも P Cygni プロファイルが確認でき、低速度成分が確認できた。この時の速度変化と光度曲線から降着円盤に何かが起こっていると推測される。

1. はじめに

共生星(symbiotic stars)とは、連星系であることが一般に認められ、共生連星ともいわれる。その連星は主に低温の晩期巨星(多くは K III~M III)と高温の白色矮星(または中性子星)からなる。図 1 のように高温星の輻射により励起された外層が広がりをもって存在し、そのため高温星と低温星の両方に特有のスペクトルを同時に示す(図 2)。また不規則で不定期な変光を示すことから共生的新星(symbiotic novae)として激変星(cataclysmic variable stars)にも分類される。アウトバースト時の共生星のスペクトルからは輝線の輪郭に非対称性、天体によっては吸収線に膨張と考えられる速度成分がみられることがある。共生星のアウトバーストは、水素の熱核暴走反応を伴う新星的な爆発現象であると考えられる。また共生星にはアウトバーストとは別の増光幅の小さい増光が確認できるものがある。これらの増光の原因は、未だによくわかっておらず、共生星の増光の要因解明には未解決の課題が残されている。

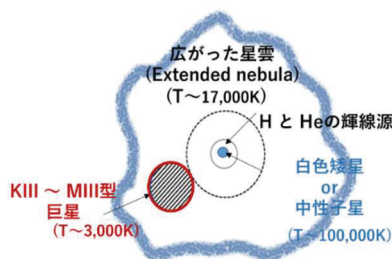


図 1. 共生星のイメージ図(M. Friedjung, 1993 より作図)

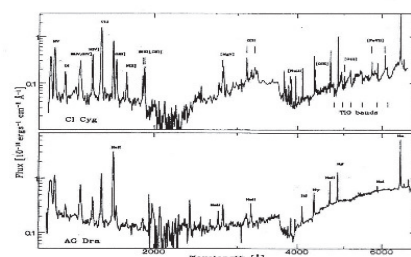


図 2. AG Dra と CI Cyg の静穏期のスペクトル
(Mikolajewska, 2003 より)

2. V694 Mon について

V694 Mon(別名 MWC 560)は Merrill & Burwell(1943)によって発見された共生星である。Tomov(1990)によって、Balmer 線中に複雑なプロファイルと、それが数日の時間スケールで変動していることが観測された。その時 9.65 等まで増光していることが観測され、輝線に P Cygni プロファイルが見られた。この時の outflow velocity の最大値は約 6000

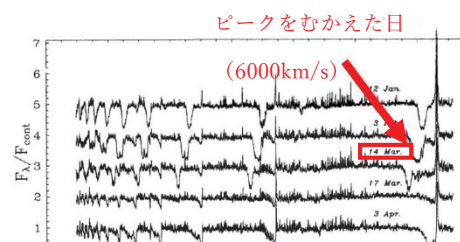


図 3. 1990 年の増光時のスペクトル J.Percy(2007)

km/s であることが報告されている (図 3)。この結果は視線方向にジェットを噴出していたと推測されていた。その後は 1580~2140 km/s の速度成分が観測されている。

図 4 は AAVSO (アメリカ変光星観測者協会) に報告された、1990 年から 2019 年までのライトカーブである。この天体の連星の軌道周期は 1930 日 (Zamanov et al. 2009)、赤色巨星の脈動周期は 332 日 (Gromadzki et al. 2013) が観測で求められている。

図 5 は 2016 年増光時の 2016 年 3 月 30 日に岡山理科大学天文台で観測したスペクトルである。主に P Cygni プロファイルを持つ水素の Balmer 線 ($H\alpha$ 、 $H\beta$ 、 $H\gamma$)、その他に Fe II の輝線、He I の吸収線が確認できた (2016 年増光に関しては 2017 年春季天文学会と、2018 年連星変光星低温度星研究会で報告)。

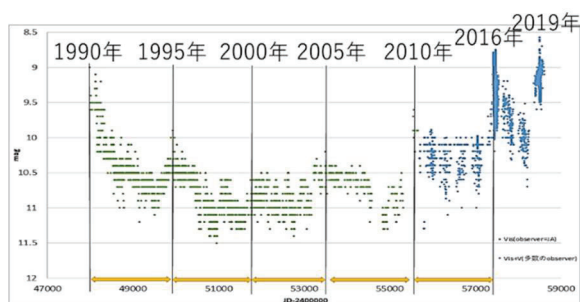


図 4. AAVSO に報告された 1990 年から 2019 年までのライトカーブ

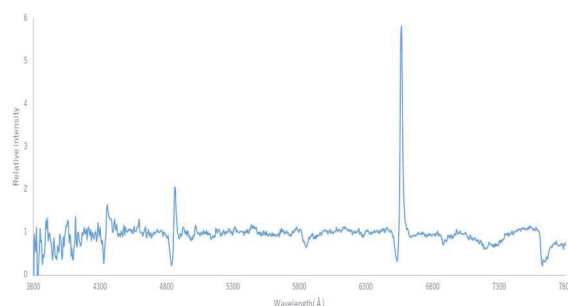


図 5. 2016 年 3 月 30 日のスペクトル

3. 背景と目的

Goranskij et al. (Atel#12227)により 2018 年 3 月 9 日には見られていた水素の Balmer 線の P Cygni プロファイルが 11 月 16 日に消失していることが報告された。我々は 2018 年 4 月 8 日と 11 月 14 日に同様な低分散の分光観測をしており、2018 年 4 月 8 日の観測でみられた P Cygni プロファイルが 2018 年 11 月 14 日にすでに消失していたことを確認した。また、2018 年 11 月に過去最高の増光幅での増光が報告された。この増光は 1930 日の周期であれば 2021 年初めに予想されるため、イレギュラーな増光とされた。我々は P Cygni プロファイルで見られていた高速度成分は本当に消失したのか、イレギュラーな増光はどのような理由で起こるのかを観測で明らかにする。

4. 観測

岡山理科大学天文台にて 2016 年 3 月 26 日~2019 年 11 月 30 日現在で計 82 夜の観測を行った。口径 28cm の望遠鏡セレストロン C11 を使用し、そこに SBIG 社製の分光器 DSS-7 と CCD カメラ (2016 年 3 月 26 日から ST-402), (2018 年 2 月 20 日からは ST-1603) を取り付けた。露出時間は 60 s とした。また、CCD の解像度は $5.4 \text{ Å}/1\text{pixel}$ であるが、分光器の特性上、波長分解能は 15 Å ($\lambda \sim 6000 \text{ Å}$ で $R=400$) である。よって $H\alpha$ (6562.8 Å) での速度分解能は 700 km/s となる。また船穂天文台の赤澤秀彦氏の観測データとともに解析を行った。

5. 観測結果

5.1 P Cygni プロファイルの消失

図 6 は 2018 年 4 月 8 日と 11 月 14 日のスペクトルである。2018 年 4 月のスペクトル (図下)

は主に P Cygni プロファイルを持つ水素の

Balmer 線 ($H\alpha$ 、 $H\beta$ 、 $H\gamma$)、Fe II の顕著な輝線、He I の吸収線が現れていた。しかし 2018 年 11 月

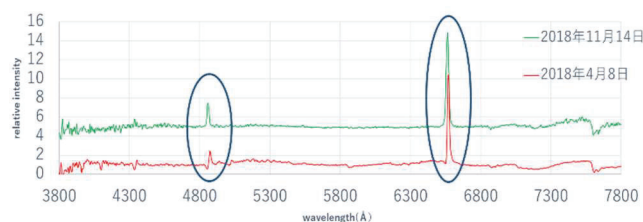


図 6. 2018 年のスペクトル

14 日 (図上) のスペクトルでは P Cygni プロファイルが見えず、HeI の吸収線も消失していた。

5.2 2018 年増光時のスペクトル

図 7 は 2018 年 11 月 18 日に増光が報告されてから、2019 年 1 月に極大を迎えるまでのスペクトルである。スペクトルには水素の輝線に P Cygni プロファイルが見えず、我々の装置の、速度分解能は $H\alpha$ で約 700 km/s、 $H\beta$ で約 900 km/s であり、少なくともそれ以上の高速度成分はほとんど確認できていない。また図 8 は 2016 年増光時から現在までの $H\alpha$ と $H\beta$ の輝線の強度の時間変化である。増光とともに $H\alpha$ と $H\beta$ の輝線強度が強くなる傾向が見られる。

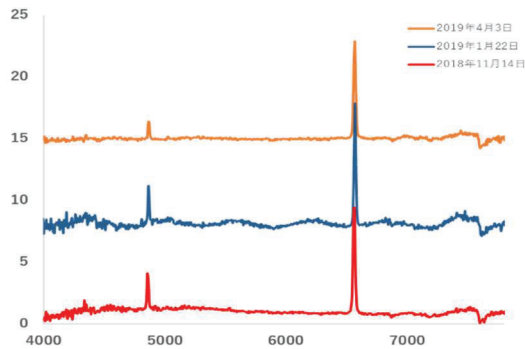


図 7. 2018 年増光時の極大付近のスペクトル

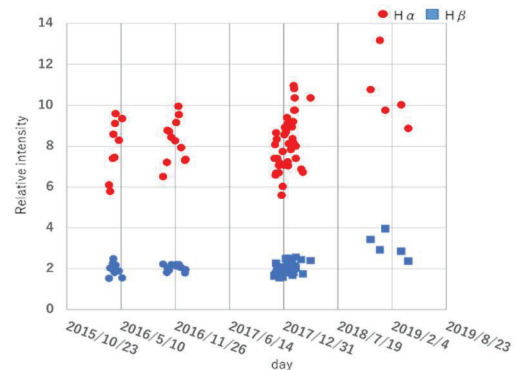


図 8. 2016 年増光時～2019 年 8 月までの強度変化

5.3 国立天文台すばる観測所岡山分室 188cm 望遠鏡での観測

この天体に対し、2018 年 12 月より国立天文台すばる観測所岡山分室の 188cm 望遠鏡を使用して観測しており、合わせて解析を行った。分光器は 2018 年度に再設計された HIDES-F を使用した。速度分解能は約 4 km/s と岡山理科大学の装置に比べ 100 倍以上高くなり、輝線を用いてガスの運動を詳細に調べることができる。2018 年 12 月 29 日に HIDES-F で取得したスペクトルに低速度の P Cygni プロファイルを確認することが出来た。

5.4 outflow velocity の時間変化

図 9 は 2016 年から現在までの outflow velocity を表し、低分散分光観測の結果に HIDES-F の高分散分光観測の結果を加えた。ここで outflow velocity の定義は Iijima(2002)と同じである。このグラフからは減光とともに、速度が単純に減速しているのが分かる。しかしながら 2018 年 8 月から増光傾向 (図 10) にあり、2018 年の増光と速度変化には相関がみられない。

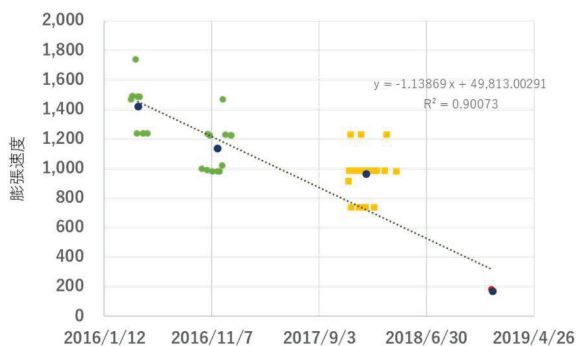


図 9. 2016 年 3 月 26 日から
2018 年 4 月 8 日までの outflow velocity

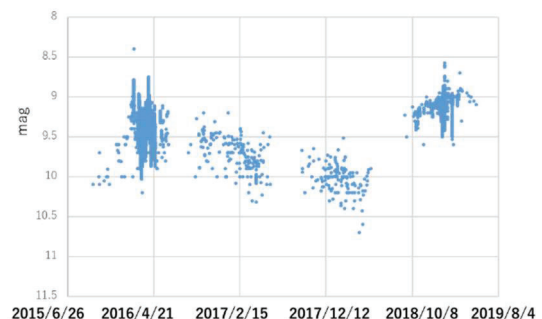


図 10. 2015 年から 2019 年 9 月までのライトカーブ
(AAVSO) より

6. 議論

6.1 outflow velocity の解釈について (Iijima, 2002 のレビュー)

V694 Mon の outflow velocity について Iijima(2002)で詳細に調べられている。Doroshenko et al. (1993)で観測データからこの天体の極小が 1961 年 6 月と求められた。Iijima(2002)ではこの時の降着円盤は地球から見えて一番傾いている(59°)と考え、outflow velocity は 1770 km/s ほどであったとしている。図 12 は Iijima(2002)を参考に作成したもので、図 12 (左) の状態が極小のイメージである。1990 年の増光では最大の outflow velocity は 6500 km/s であり、図 12 (右) のように視線方向にジェットが向いていると考えられる。

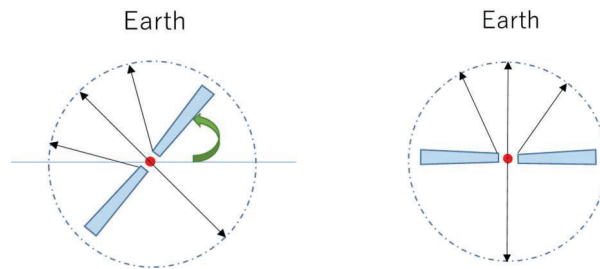


図 12. V694Mon の降着円盤の傾きイメージ (左：極小、右：極大)

6.2 ジェットに何が起こったか

Iijima(2002)のモデルを考慮した上で、Goranskij, et al. (2018)の考えと合わせ、ジェットに何が起こったかを次の 3 つの仮説から考えてみる。V694 Mon のジェットを駆動する環境として、標準降着円盤を考える。標準降着円盤は光学的に厚く、放射冷却がよく効いていて温度が低い。その放射圧によって降着円盤内縁でプラズマが加速されジェットが駆動される。

①共通大気が形成された。Goranskij(2018)らによると、降着物質が白色矮星からのジェットを遮ったと述べられていた。しかし共通大気が形成されたのであれば、増光していることの説明がつかない。

②ジェットがなくなった。5.4 節で述べたように、2016 年増光時から徐々に減速していき、現在は星風レベルとなっている。これは降着円盤の状態変化で考えていくことが出来るかもしれない。

③ジェットがみえなくなった。これは降着円盤が予想以上に傾き、明るくなった降着円盤を真横から見ていることになる。また、研究会では水素原子が見えなくなったのではないかというコメントもいただいた。しかしその可能性は不明である。

7. Reference

- (1) Doroshenko, V. T. et al., 1993, IBVS, 3824
- (2) Friedjung, M. 1993, NASSP, 507, 647
- (3) Gromadzki, J. et al., 2013, AcA, 63, pp.405-428
- (4) Goranskij, A. V. Zarova. et al., 2018, Atel 12227
- (5) Iijima, T. 2002, A&A, 391, 617-623
- (6) Kaler, J. B. 2011, "Stars and their spectra" pp.337-339, Cambridge
- (7) Mikolajewska, J. 2003, ASPC, 303
- (8) Merrill, W. & Burwell, G. 1943, ApJ, 98, 153-184
- (9) Percy, J. 2007, "Understanding Variable Stars", pp.253-255, 124-126, Cambridge
- (10) Tomov, T. et al., 1990, Nature, 346, pp.637-638
- (11) Zamanov, R. K. et al. 2009, AN, 999, No.88, 789-793

多重星の固有名について

山岡 均¹

¹ 国立天文台

概要

2016 年以来、国際天文学連合(IAU)の恒星の名称に関するワーキンググループ(WG)において、恒星の固有名について整理とリストアップがなされてきている。この WG では、連星や多重星はそのコンポーネントごとに固有名を与えるという方針で、実際 α Cen 系に対して 3 星それぞれに固有名が定められた。WG の一員として、経緯やこの方針の意図するところについて概説し、方向性について議論する。

1 : はじめに—NameExoWorlds 2015

国際天文学連合(IAU)では、2015 年の国際光年 IYL に際し、太陽系外惑星に命名するイベント “NameExoWorlds” を開催した。1990 年代から発見されてきた太陽系外惑星には、それまで公式な命名ルールは存在しなかったが、このイベントでは、太陽系外惑星とそれが周回する恒星（中性子星も含む）にそれぞれ命名されることになった。ところが系外惑星が発見された恒星のなかには、伝統的に呼ばれてきた名前＝固有名(proper name)を持つものが少なくない。フォーマルハウトにも惑星が発見されているが、この固有名を変更するには混乱を招く。そこで、固有名をもつ主星は、命名の対象とはしないことになった。

しかし、恒星の固有名についての公式なリストもその時点では存在しなかった。2015 年の NameExoWorlds で命名対象となった星系について調査がなされ、そのうちの 5 つの恒星、すなわち β Gem = Pollux, α PsA = Fomalhaut, γ Cep = Errai, ι Dra = Edasich, ε Tau = Ain に対しては、この命名イベントでは新たに名称を募集せず、これらの固有名はイベントで命名された天体と同時に IAU によってリストアップされた。

2 : IAU Working Group on Star Names

今後の命名イベントを考えても、恒星の固有名リストは必須である。そこで IAU では固有名についてのワーキンググループ(IAU WG on Star Names)を設置し、固有名リストを整備することになった。天文教育・普及・天文遺産の分科会である Division C の下に置かれ、2016 年 5 月の執行部会議(EC)で正式に発足して活動を開始した。

WG は 2016 年 11 月に 227 星の固有名リストを記者発表した。この段階では、アラビア・西洋起源の固有名がほとんどであった。続いて 2017 年 12 月に行われた記者発表では 86 星の固有名がリストアップされた。このときはオーストラリア原住民であるアボリジニに伝わるものや、中国におけるものが多く採取された。

WG 発足当初から、世界各地の文化における固有名を採取することが重要であるとの認識があり、海部宣男 IAU 前会長から山岡に委員就任が打診され、2018 年 1 月に正式メンバーとして加わった。2018 年には IAU 総会で改選があったが、渡部潤一 IAU 副会長からの推薦もあり、山岡が引き続いて任にある。2018 年総会までに数回にわたって新たに固有名がリストに追加されてきたが、それ以降は IAU100 NameExoWorlds のキャンペーンもあり、WG の活動は停滞している。

3：多重星の扱い

この固有名リストにおける連星・多重星の扱いについて、WG に加わったのちに気づいたことがある。固有名が付けられるのは、まずは連星・多重星のうちもっとも明るいコンポーネントに対してであり、星系に対してではないということだ。Mizar と Alcor のような肉眼二重星の場合、それぞれに固有名があるのであれば違和感はないが、望遠鏡で初めて分解されたり、分光連星であったりする場合でもこの方針は貫かれている。たとえばはくちょう座の有名な二重星である β Cyg の呼び名として知られる Albireo という固有名は、二重星の明るいほうであるオレンジ色の星(この星自体が分光連星だが、明るいほう)である β Cyg Aa に付けられており、分光連星のもう一方(β Cyg Ab)や、二重星のもう一方の青色の星(β Cyg B) には名前はまだない、という状態にある。

この方針は、 α Cen 系で顕著に見て取れる(表 1 参照)。特にこの星は複数の固有名で呼ばれてきたことから、実視連星である A と B に別々の固有名が割り当てられた。

表 1： α Cen 系の固有名

バイエル名＋符号	α Cen A	α Cen B	α Cen C
固有名	Rigel Kentaurus	Toliman	Proxima Centauri

4：今後に向けて

ひとつの固有名を連星・多重星全体ではなくひとつのコンポーネントに割り当てるという方針については、山岡は WG 参加時から議論を持ちかけているが、WG 内での大勢は現在の方針に肯定的である。もともとこの WG が、系外惑星の命名において、どの天体に固有名があり、どの天体には固有名がないかをはっきりさせることを契機に発足したことから、固有名は個々の天体に対して付与するものであるという方向性はゆるぎないものと考えられる。

今後 WG では、同じ天体がさまざまな文化で別個の固有名を持つことに配慮していく方針である。たとえば α Lyr はベガであるとともに、織女星であり、さらにおりひめ星であるといったように、さまざまな文化における天体の呼び名を網羅した ”IAU-recognized star names” リストを整備していくことを企図している。固有名を重複させないためには、ゆくゆくは、すばるやプレアデスといった asterism に対する固有名も採録する必要があるだろう。IAU WG on Star Names の今後の活動に関して、ご意見ご助言をいただければ幸いである。

参考文献

- [1] Naming Stars: IAU web サイト https://www.iau.org/public/themes/naming_stars/
恒星の固有名のリストが掲載されている。
- [2] IAU WG on Star Names web サイト <http://www.pas.rochester.edu/~emamajek/WGSN/>
メンバーは現在 19 人を数える。

連星系・変光星研究会 2019 集録

2020 年 2 月 22 日 発行

編集・発行 連星系・変光星研究会 2019 世話人
高妻 真次郎（世話人代表）、石橋 和紀、
鴈野 重之、内藤 博之、鳴沢 真也
