

特異な共生星 MWC560 の観測

Observations of the peculiar symbiotic star MWC560

2021

岡山理科大学大学院

総合情報研究科

数理・環境システム専攻

安藤 和子

Graduate School, Department of Mathematical and
Environmental System Science, Faculty of Informatics,

Okayama University of Science

Kazuko Ando

Abstract

突如として明るさを変える天体を激変星といい、そのグループに分類された天体は 1 天体ごとに特色が異なる。約 200 天体が知られている共生星も不規則な変光を示す天体である。共生星とは、高温の星（白色矮星）と低温の星（赤色巨星）の連星で不規則な変光を起こすことで知られている。その中でも爆発的増光（アウトバースト）時に高速ジェットを発生させる共生星は 10 数個知られている。また共生星は、宇宙の標準光源とされる Ia 型超新星への進化チャンネルが示唆されており、Ia 型超新星の親星として検討されている。親星としての条件には白色矮星からのジェットの形成があることが含まれている。

MWC 560 (=V694 Mon)は、恒常的にジェットを示していると思われる共生星である。1990 年には約 -6000 km/s ものアウトフロー（放出物）の速度を示す吸収線が観測されている。これまでの観測から準周期的な変光の周期は、長いもので 1860 日、短いもので 331 日が知られており、大規模な増光は 1860 日周期と考えられてきた。1860 日の周期でアウトバーストが観測されるとすると、タイミングは、2016 年 3 月の次の 2021 年が予想されていた。しかし 2018 年 11 月頃に突如として予想されていなかった増光を示した。同じタイミングで我々の観測結果からも高速度の吸収成分が消失したことが分かった。さらに 2021 年 11 月 20 日で過去最高の明るさ ($V=8.1$) の状態にある。共生星のアウトバーストの要因はその多様さから、未だよくわかっていない。

本研究では 2016 年 3 月からの長期的な可視分光観測を行い、2018 年の予想外のアウトバーストの際に水素バルマー線に $v_{FWHM}=700$ km/s の幅が広く対照的な輝線成分(wing)が出現、2019 年 2 月 6 日にこの輝線成分は見られなくなったことを発見した。その後、水素のバルマー線に見られる吸収成分は、徐々に深くなり、流出速度が遅い側に広がっている。また観測シーズン中 5 夜のスペクトルにダブルピークが見られ、MWC 560 では初めての報告となる。現象の解釈として 2018 年のアウトバーストは規模の小さい増光現象であり、矮新星のようなディスク不安定性と白色矮星への降着と増光が伴うコンビネーションノバと考えられる。観測結果から、2018 年のアウトバースト時（シーズン 1 からシーズン 2）にかけて間欠的なアウトフローを観測したことを提案できる。さらに、共生星で観測されるフリッカリングの多くは降着円盤の内縁部のちらつきと考えられており、2018 年のアウトバースト開始時からフリッカリングが観測されていないことは、白色矮星からのアウトフローが衝突し円盤内縁部を破壊、または白色矮星の重力によって止められた光学的に厚いシェルにより隠されていることを提案する。このような振る舞いは他の共生星では確認されていない変化であり、長期のモニター観測の重要性を示したとともに今後の共生星の進化の解釈へ貢献できる。

目次

1. 序論	1
1.1 共生星の発見.....	1
1.2 共生星への分類.....	2
1.3 共生星モデル.....	2
1.4 共生星の銀河系での分布	3
1.5 本研究の目的.....	4
2. 共生星の特徴	5
2.1 共生星の変光.....	5
2.1.1 共生星のプロトタイプ	5
2.1.2 共生星の活動性と分類	5
2.1.3 共生星の変光の具体例	6
2.1.4 共生星のフリッカリング.....	7
2.2 共生星の分光観測	8
2.2.1 共生星のスペクトルの具体例	8
2.2.2 共生星のスペクトルの変化	9
2.3 共生星のアウトバーストの起源	11
2.3.1 共生新星	11
2.3.2 古典的共生星	13
2.4 Ia 型超新星の親星としての共生星	13
2.5 共生星のジェット	15
3. 共生星 MWC 560	16
3.1 MWC 560 の光度曲線と周期.....	16
3.2 MWC 560 のフリッカリング.....	17
3.3 MWC 560 のアウトフロー	17
3.4 MWC 560 の予想外のアウトバースト	19
4. 観測手法と解析	21
4.1 低分散分光観測	21
4.2 高分散分光観測	21
4.3 データ解析	21
5. 結果	22
5.1 2010 年から 2021 年の光度曲線.....	22
5.2 MWC 560 の可視低分散スペクトル.....	23
5.3 可視高分散スペクトル	26

5.3.1 シーズン 1: 2018 年 12 月 25 日～2019 年 2 月 6 日	26
5.3.2 シーズン 2: 2019 年 12 月 9 日～2020 年 4 月 29 日	28
5.3.3 シーズン 3: 2020 年 12 月 1 日～2021 年 5 月 1 日	29
5.4 アウトフローの速度の時間変化	30
5.5 まとめ.....	32
6. 考察.....	33
6.1 Z And との比較.....	33
6.1.1 Z And のアウトバースト期の先行研究 (Tomov et al. 2010).....	33
6.1.2 MWC 560 のアウトバースト時のスペクトルの解釈について	36
6.1.3 Z And と MWC 560 の活動期にみられたスペクトルの比較.....	39
6.2 2018 年の予想外の増光の要因	40
7 結論.....	43
付録 A.....	47
A1 観測ログ (低分散分光観測)	47
A1 観測ログ (高分散分光観測)	48
A 2.1 美星天文台での観測結果.....	49
付録 B.....	50
共生星からの X 線	50
付録 C.....	52
共生星の巨星	52

図目次

図 1.1 共生星の連星モデル (Luthardt 1992).....	3
図 1.2 共生星の銀河分布図 (Kenyon 1986)	3
図 2.1 CI Cyg の光度曲線。観測は ANS Collaboration(Asiago Novae & Symbiotic stars Collaboration) による(Munari 2019)	6
図 2.2 Z And の光度曲線 (Boyarchuk 1975)	7
図 2.3 CH Cyg のフリッカリング (Zamanov et al. 2016)	8
図 2.4 CI Cyg のスペクトル。分光観測は Asiago と Varese 望遠鏡による (Munari 2019).....	8
図 2.5 AX Per のスペクトル (Boyarchuk 1975)	9
図 2.6 AG Peg のスペクトル (安藤卒業研究対象天体)	9
図 2.7 P Cygni プロファイルの模式図.....	10
図 2.8 共生星のモデル (Boyarchuk 1975).....	11
図 2.9 pp 連鎖反応の概要図.....	12
図 2.10 CNO 反応の概略図.....	13
図 3.1 1928 年~2016 年の MWC 560 の光度曲線 (Munari et al. (2016)	17
図 3.2 1990 年 1 月~3 月の H β のスペクトル (Tomov 1990).....	18
図 3.3 SBA と SSBA (Tomov & Kolev 1997).....	18
図 3.4 H β 線における吸収線プロファイルの Iijima 分類 (Iijima 2002)	19
図 5.1 KWS で得られた MWC 560 の光度曲線	22
図 5.2 KWS の測光結果による色指数.....	23
図 5.3 2016 年 3 月 30 日の MWC 560 のスペクトル.....	23
図 5.4 MWC 560 の H α の拡大図.....	24
図 5.5 2019 年 12 月 27 日と 2020 年 12 月 12 日の MWC 560 のスペクトル.....	25
図 5.6 H β 周辺の拡大図.....	25
図 5.7 2018 年 12 月 25 日から 2019 年 1 月 27 日までの H α 周辺の 5 夜のスペクトル.....	26
図 5.8 2018 年 12 月 25 日の H α 輝線の拡大図.....	27
図 5.9 2019 年 2 月 6 日の H α 輝線の拡大図.....	27
図 5.10 シーズン 2 のスペクトル.....	28
図 5.11 2020 年 2 月 5 日の H α 輝線の拡大図.....	28
図 5.12 シーズン 3 に得られたスペクトル	29
図 5.13 2016 年 3 月 6 日から 2019 年 1 月 27 日までのアウトフローの速度.....	30
図 5.14 2018 年 12 月 25 日から 2019 年 1 月 27 日までのアウトフローの速度の拡大図.....	31
図 5.15 2018 年 12 月から 2021 年 5 月までの v _{slow} のアウトフローの速度.....	31
図 6.1 Z And の 2000 年から 2022 年の光度曲線(AAVSO)	33
図 6.2 Tomov et al (2010)による白色矮星からのアウトフローの流れのモデル	34
図 6.3 Tomov et al. (2010)による広がったシェルと円錐状の構造のモデル図.....	35

図 6.4 H γ 線の1990年(左)から2000年(右)の変化(Tomov et al. 2010).....	35
図 6.5 光度曲線上のダブルピークを検出した観測日(KWS).....	36
図 6.6 MWC560の連星イメージ.....	41
図 6.7 1860日の連星の位置イメージ.....	41

1. 序論

1.1 共生星の発見

人類は古代より天空に広がる星空を星表や星図という形に記してきた。最も古い星表は紀元前129年に完成したといわれるヒッパルコス星表で、1000個あまりの恒星の位置と明るさの階級がまとめられた。共生星の歴史は、ヘンリー・ドレイパーカタログ(Henry Draper Catalogue: HD)から始まる。このカタログはハーバード大学天文台 (Harvard College Observatory)の E.C. ピッカリングの指揮のもと、対物プリズムによって写真乾板による恒星のスペクトル¹撮影が行われ、8等までの22万5300個(補遺を含めると359,083個)もの星のハーバード式スペクトル分類をA.J. キャノンらが行った星表である。

ヘンリー・ドレイパーカタログに集録されたHD221650がある特徴的なスペクトルを示したことから、W.P.S. フレミングによって「Peculiars (特異な)」という属性をもつことが報告された。HD221650は変光星であり、アンドロメダ座Z星(Z And)と命名される。Plasket (1928)は、この星が恒星と星雲の複合スペクトルを持っていると述べた。またMerrill & Humason (1932)は、スペクトルに低温の星に特徴的な酸化チタンの吸収線² (TiO 吸収帯)、高温の星に特徴的な He II 4686、[O III] 4363などの輝線³やガス星雲にみられること多い星雲線⁴を示す少数の星について報告した。

そしてMerrill & Burwell (1933)は同じような特徴が共通してみられる410天体を調べ、その特徴をもとにカタログを作成した。その特徴とは本来ならかけ離れているものが共存しているように思われる、「M型⁵のような低温の星に見られる特徴である酸化チタン分子(TiO)の吸収帯」と、「高温の星に見られる特徴であるヘリウムイオン(He II)の輝線」が同時に観測されることである。Merrill(1958)はこのような天体を「Symbiotic (共生の)」と初めて表現し、論文中にはハーバード大学のCanonの表現法で、お互いのスペクトルにほとんど影響を与えず、2つの別々の星からの光によって形成されるスペクトルという意味の「symbiotic stars yield combination spectra (共生星は混在したスペクトルを出す)」と記した。

¹ 電磁波をプリズムなどの分散素子に通して得られる波長ごとの強度分布を示すもの。

² スペクトルの中で、特定の波長で強度が弱い部分。観測者から見て高温の連続光源の手前に低温度のガスがある場合に観測される。

³ スペクトルの中で、特定の波長で強度が強い部分。高温のガスからの光を直接観測する時にみられる。

⁴ 天体のスペクトルにみられる輝線を発生機構で分類したものの一つ。ガス星雲にみられることが多いため、星雲線と呼ばれる。

⁵ M型星とは、ハーバード分類で表面温度が低い星が属する。表面温度は~3900 (K)で質量は太陽の0.1~0.5倍程度である。

1.2 共生星への分類

共生星の輝線スペクトルは、惑星状星雲の輝線スペクトルに似ているところがあるが、連続スペクトル⁶は比較的低温であることを示し、吸収スペクトルはほとんどがM型星に由来するものである。光度クラス⁷はIIからIIIを示していた。そこでBoyarchuk(1969)は、共生星の分類基準を次のように提案した。

1. 晩期型⁸スペクトルの吸収線(TiOバンドや低励起⁹金属線 Ca I, Ca II, Fe I, Fe II)が見えること。
2. 高励起イオン(He II, O III など)の輝線が存在すること。ドップラー幅¹⁰が 100 km/s を超えないこと。
3. Blue continuum (青側の連続光) が見えること。
4. 明るさの変化が数年の周期で、3等以上あること。

その後Allen(1979)は、Boyarchuk(1969)の基準をより正確にするため、次のような項目を加えた。

5. 恒星のような天体であること。
6. 高励起エネルギー (55eV 以上) の輝線が時々見えること。
7. スペクトルタイプはGより晩期でなければならない。もしそうでなければ、少なくとも100eV以上の励起エネルギーの輝線が時々存在しなければならない。

またNussbaumer(1982)は、

8. 対象の天体を他に分類することが困難な場合

という基準を追加した。これは特に静穏期と爆発期の間の活動期には、いくつかの基準が破られることが明らかになったからである。

1.3 共生星モデル

現在、共生星は連星モデルが一般的に受け入れられているが、1980年代頃までは単独星モデルも提案されていた。単独星モデルでは低温度星の大気中に高温の領域が生じ、そこから輝線が放射されると考えられた。しかし、不安定な領域から放射されるには輝線が一定なことと、大きなエネルギー供給が必要なことから、単独星モデルは観測の進歩とともに証明できないことがわかった。Luthardt (1992)は共生星のモデルとして、図 1.1 のようなイメージとして連星モデルを初めて

⁶ ある波長範囲でどの波長でも強度があるスペクトル。

⁷ 星の光度の違いを区別するための分類。ローマ数字を用いて明るい方から、Ia, Iab, Ib (超巨星)、II (輝巨星)、III (巨星)、IV (準巨星)、V (主系列星)、VI (準矮星)、VII (白色矮星)に分けられる。

⁸ 低温度の星。スペクトル型ではG、K、M型をいう。

⁹ 原子、分子、イオンの量子力学的なエネルギー準位が低い状態から高い状態に遷移することを励起という。

¹⁰ ガス中の原子・分子やイオンの運動による光のドップラー効果の影響で、輝線や吸収線に生じる幅のこと。

提案した。

定義に従って分類された代表的な共生星は AX Per、RW Hya、T CrB、BF Cyg、V1016 Cyg、AG Peg、Z And、CH Cyg である。このうち T CrB は再帰新星、V1016 Cyg は very slow nova として観測されたが、共生星に含まれる。

1.4 共生星の銀河系での分布

W. バーデにより、銀河系の恒星は2つの種族に分けられた。一つは若く金属量が多い恒星で、多くは銀河系の渦状腕にみられる種族 I (population I star : Pop I)、もう一つはヘリウムより重い元素の含有量が比較的少ない恒星で、銀河系の中心部付近のバルジ、銀河ハローで見られる種族 II (population II star : Pop II) である。Wallerstein (1981) は共生星の視線速度¹¹データを収集したところ、局所静止基準¹²(Local Standard of Rest ; LSR) に対して 63 ± 14 km/s の速度分散であった。このことから、共生星は銀河系内の分布では古い円盤族¹³であることが推定された。Kenyon(1986) はこれらをもとに、共生星の銀河分布図を作成した (図 1.2)。

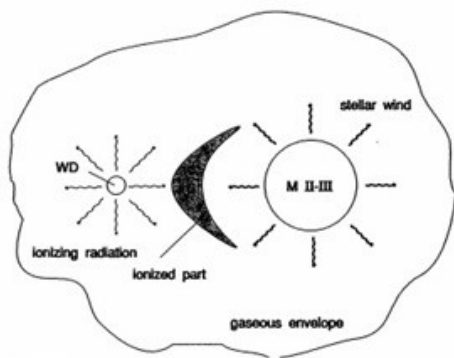


図 1.1 共生星の連星モデル (Luthardt 1992)

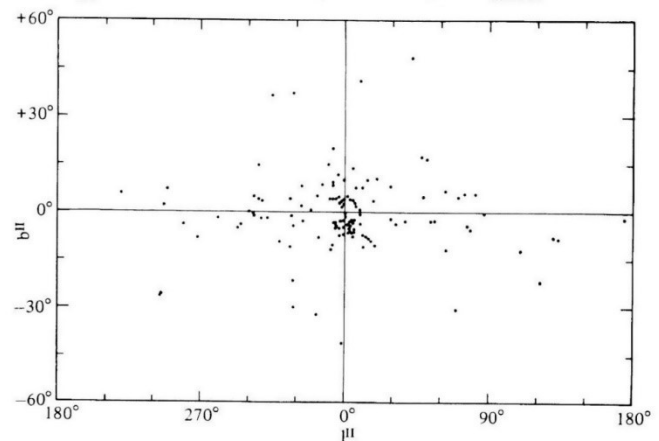


図 1.2 共生星の銀河分布図 (Kenyon 1986)

¹¹ 天体の空間運動速度の視線方向成分のこと。観測者から遠ざかる向きを赤方偏移、近く向きを青方偏移と定義されている。

¹² 太陽系の位置で天の川銀河中心周りを等速円運動する仮想的な点。

¹³ 種族 I の銀河円盤の厚い円盤を構成する星。

1.5 本研究の目的

本論文の目的は約 60 年間静穏時の明るさに戻らず、2018 年の予想外の増光を起こし、緩やかに明るくなり続けている共生星 MWC560 の個別天体研究、また Ia 型超新星となり得る可能性のある共生星(MWC 560)を長期的に分光観測し、光度曲線との関係からどのような変化を示すのかを明らかにすることを目的としている。

本論文では、共生星全般について論じたのち、共生星の中でも特に特異な MWC 560 (V694 Mon) を観測した結果と、この共生星のアウトバーストの要因を検討し、共生星の活動性について議論する。以下、本論文の構成は 2 章で共生星の特徴について総合的にレビューする。3 章で共生星 MWC 560 について、4 章で観測手法と解析について、5 章で結果について、そして 6 章で考察について、7 章において本論文の結論について述べる。

2. 共生星の特徴

Merrill & Humason (1932)が最初の共生星として知られる CI Cyg と AX Per を発見したとき、彼らは当時の常識に従って、同じ星の中に HR 図の両隅に属する特徴をもつ星が共存していることに戸惑ったという。それは、冷えた M 型星に典型的な TiO バンド、高温の星に見られる He II (4686 Å)、そして惑星状星雲に似た輝線スペクトルであった。

共生星は低温度巨星（多くは M 型）と高温度星（白色矮星）の相互作用する連星であることが分かっている。連星の重力の相互作用により、低温度巨星から高温度星にむけて質量輸送がおこる。ガスは角運動量を持っている為、自由落下することが出来ず、降着ガスの回転運動による遠心力と、高温度星による重力とが釣り合うように回転ガス円盤（降着円盤）が形成される。

近年では銀河バルジと面サーベイの結果、白色矮星（もしくは中性子星）が赤色巨星からの質量輸送とその相互作用が検出できる連星を共生星と呼び、既知の共生星の数は急速に増えており、銀河系外の候補天体も含めると約 400 天体ある (Akras et al. 2019)。

2.1 共生星の変光

共生星は変光星の一種で、多様な光度変化と、新星や矮新星のようなアウトバーストも示す。アウトバーストとは天体の急激な増光現象のことをいう。共生星のアウトバーストは、数か月から数十年と長期にわたることから、アウトバースト直前のデータはほとんどない。またアウトバーストには複数の機構があることが提案されている。複合的なアウトバースト機構も考えられていることから、それぞれの共生星においてアウトバーストの起源は不明なことが多い。

2.1.1 共生星のプロトタイプ

共生星は光度曲線による変光の特徴から、GCVS により変光タイプは Z And 型、新星類似型、ミラ型、半規則型の 4 つに分けられる。本論文の対象天体である MWC 560 は Z And 型と考えられている。

Z And 型は、アンドロメダ座 Z 星が原型となっており、古典的な共生星(classical symbiotic stars)の原型と考えられている。Z And は、スペクトル型 M4.5 (Murset & Schmid 1999) の通常の高温度の巨星と、約 1.5×10^5 K の高温度星 (Sokoloski et al. 2006) 、そして星の成分の風と高温度星によって一部電離されてできた広がった星雲から構成されている。Z And は、最大 2 ~ 3 等星までの増光を繰り返し、いくつかの活動期を経てきた (Tomov et al. 2008; Skopal et al. 2009; Tomov et al. 2010)。Z And の直近の活動期は、2000 年 8 月末に始まり (Skopal et al. 2000)、6 回のアウトバーストを含め、2010 年まで続いた。この活動期には、輝線の形成領域の物理状態（速度、密度、温度）が大きく異なることを示す高解像度光学データが得られている (Tomov et al.2007; Tomov et al.2008; Skopal et al.2009; Tomov et al.2010)。

2.1.2 共生星の活動性と分類

共生星は、その活動によって共生新星と古典的共生星に分類される (Mikolajewska 2011)。共生新

星とは、白色矮星表面上の熱核暴走反応によって起こる新星のことである。古典的共生星については様々なモデルが提案されており、Tomovら(2016)はそれらを以下のようにまとめている。(i)核燃焼殻を介して物質が急速に降着する定常燃焼モデル(Iben 1982)、(ii)熱パルスまたは水素シェルフラッシュ(Kenyon & Truran 1983)、(iii)矮新星のような質量移動の変化や降着円盤の不安定性(例えば、Mikolajewska et al. 2011)、(iv)円盤の不安定性と降着した白色矮星の表面での熱核シエルの燃焼の増加を組み合わせた「コンビネーション新星」モデル(Sokoloski et al. 2006)である。

2.1.3 共生星の変光の具体例

ここで共生星の光度曲線の例を2つ示す。図2.1はMunari(2019)による2007年から2018年にかけてのはくちょう座の共生星CI Cygの測光観測結果である。図の横軸はJD(-24500000)で、縦軸の上段は色指数(B-Ic)、下段はB等級の明るさの変化を示している。上段のB等級の図の上にある目盛り(青い線)はM型巨星と白色矮星の連星周期855日を示している。また、図に示されている α 、 β 、 γ は振幅・形状・持続時間が異なる3つの独立したアウトバーストを示し、aは白色矮星起因のアウトバースト、bとcは光度曲線の極小を示していると報告されている。共生星の不規則なアウトバーストの変光の特徴が顕著に表れている。

図2.2はアンドロメダ座の共生星Z Andの光度曲線である。この光度曲線はかなり複雑であった。例えば、1905年から1913年(矢印:点線)のように星の明るさが殆ど変化しない時期、一方で1914年と1939年(矢印:実線)には4等増光のアウトバーストが発生していてそれ以外の年にも、振幅の小さいアウトバーストが多数観測された。1920~1931年(矢印:点線)の変化は~714日の準周期的な特徴を持っていた。共生星の多くは、Z Andと似たような光度曲線の変化を示し、4等程度までの不規則な変動をする。

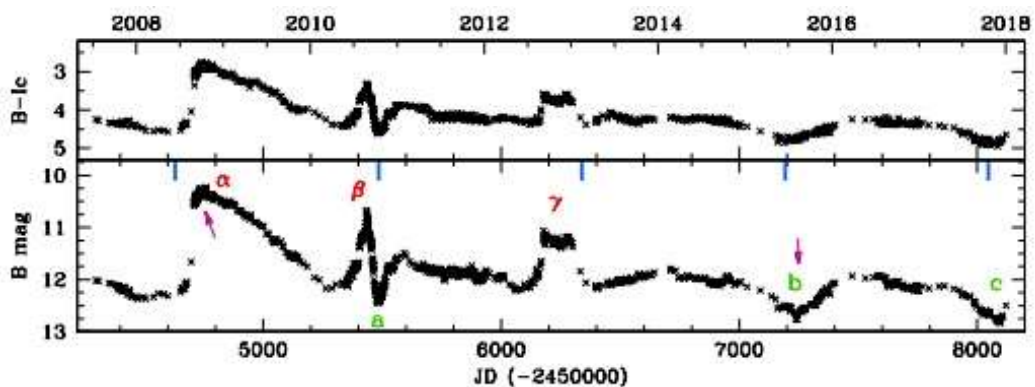


図 2.1 CI Cyg の光度曲線。観測は ANS Collaboration (Asiago Novae & Symbiotic stars Collaboration) による (Munari 2019)

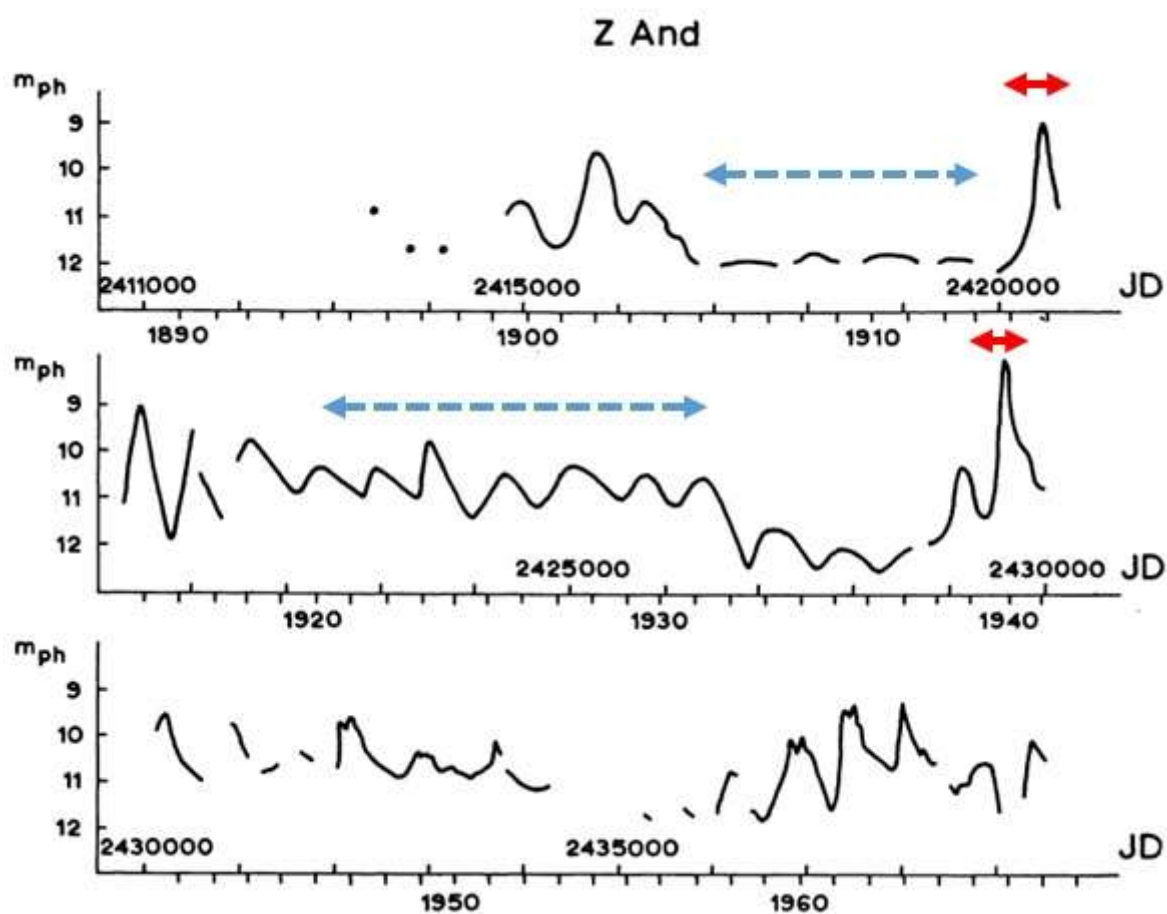


図 2.2 Z And の光度曲線 (Boyarchuk 1975)

2.1.4 共生星のフリッカリング

共生星では数が少ないが、フリッカリング(flickering)とよばれる数分から数時間にわたる天体の明るさの 0.1 – 0.7 等の微小変化が観測されている(e.g. Tomov et al. 1996)。フリッカリングは矮新星 U Gem の眼視観測において、Pogson(1857)によって発見された。図 2.3 は Zamanov et al. (2016) によって得られたはくちょう座の共生星 CH Cyg に見られた、フリッカリングの観測結果の例である。典型的なフリッカリングの特徴は、明るさの変化は周期的でなく、ランダムな変動を示すことである。

フリッカリングはホットスポット(伴星からの降着物質が降着円盤の縁にぶつかる場所)、または、降着円盤の内部領域が起源と考えられている。光電測光観測により、フリッカリング現象が降着過程の共通の特徴であることが確認された(e.g. Mumford 1966)。

共生星では可視光でフリッカリングはほとんど検出されず、フリッカリングが確認されたのは 11 天体だけである。その天体のリストはジェットが観測されている天体とあわせて 2.5 節にまとめる。

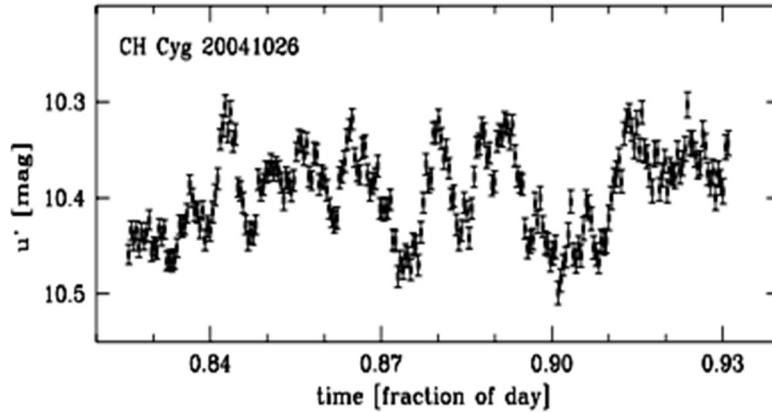


図 2.3 CH Cyg のフリッカリング (Zamanov et al. 2016)

2.2 共生星の分光観測

2.2.1 共生星のスペクトルの具体例

共生星のスペクトルは、天体の明るさによっても変化する。図 2.4 ははくちょう座の共生星 CI Cyg の分光観測の結果である。観測時期 (2008 年 : アウトバースト時, 2015 年 : 静穏時) は図 2.1 の測光結果の図で矢印で示されている。スペクトルの様子が変わっているのが分かる。

図 2.5 は、Boyarchuk (1975) によって観測された、ペルセウス座の共生星 AX Per のスペクトルである。下段のスペクトルは 1964 年に $m=13.5$ 、上段のスペクトルは 1965 年に $m=12.8$ (上パネル) の観測結果である。恒星の明るさが 1 等級上がると、[Fe VII] と He II 線の強度が、水素の強度に比べて大幅に減少していることが分かった。また、TiO バンドの強度も強く減少している。そしてこの特徴は、岡山理科大学屋上天文台で撮影した共生星 AG Peg でも見られた。

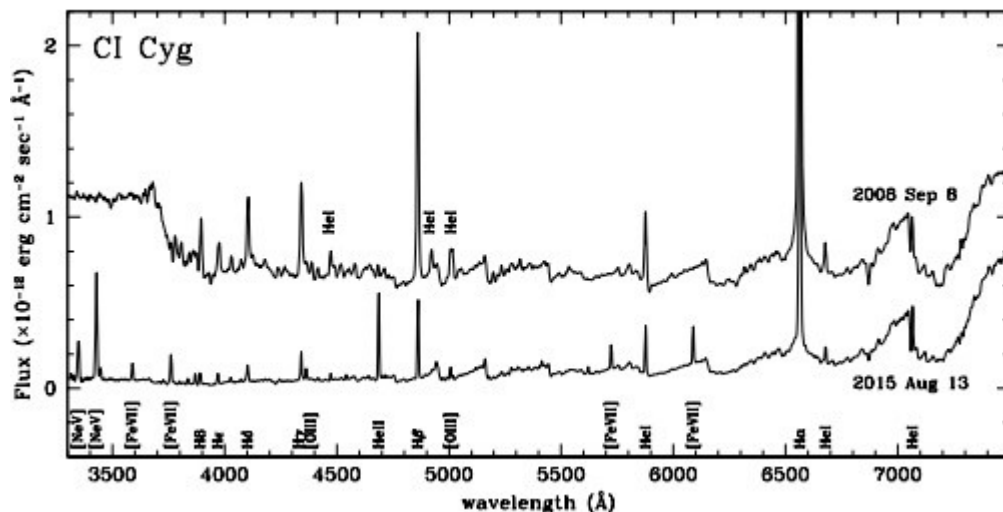


図 2.4 CI Cyg のスペクトル。分光観測は Asiago と Varese 望遠鏡による (Munari 2019)

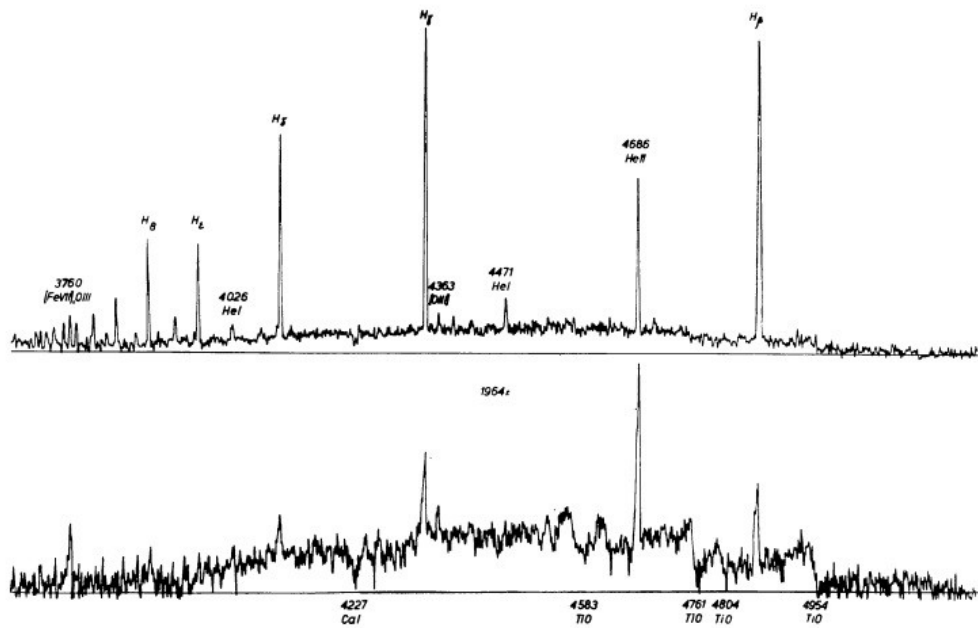


図 2.5 AX Per のスペクトル (Boyarchuk 1975)

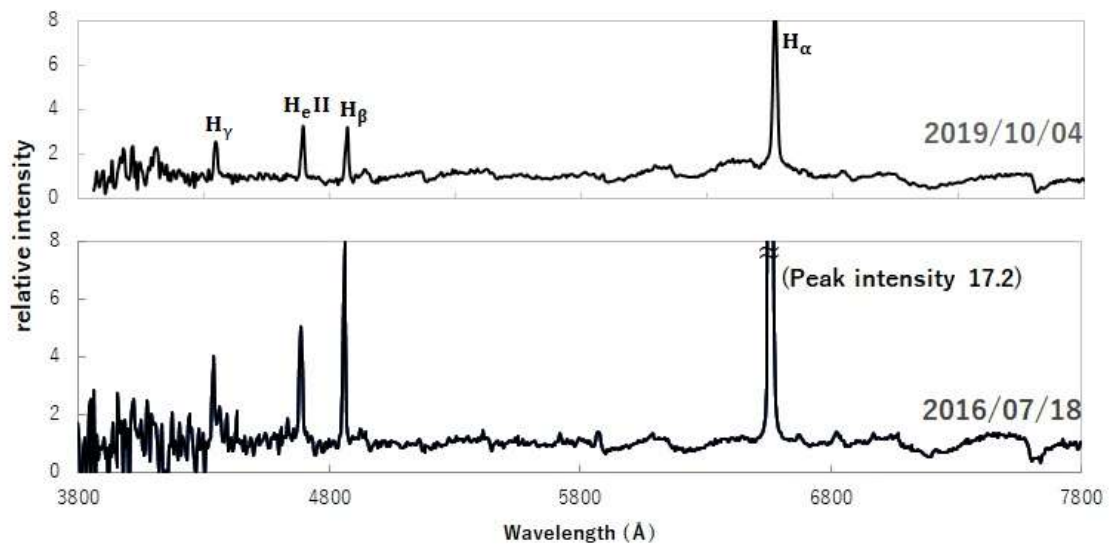


図 2.6 AG Peg のスペクトル (安藤卒業研究対象天体)

図 2.6 は岡山理科大学屋上天文台の低分散分光観測で得たスペクトルで、この時の明るさは 2016/7/18 に $V=8.5$ 、2019/10/4 に $V=8.8$ で観測されていた。約 0.3 等の減光であったが He II(4686) の強度が水素の強度に比べ弱くなっていた。ただし、TiO バンドは同定できていない。

2.2.2 共生星のスペクトルの変化

共生星のスペクトルはアウトバーストに対応して変化を示すことが分かっている。Swings & Struve (1941) は、1939 年のアンドロメダ座の共生星 Z And の大きなアウトバーストの際にスペクトルが大きく変化したことを報告した。アウトバーストの際、晩期型星の吸収線や、高励起型の輝線は

完全に見られなくなった。しかし、A0-A2 型の星のスペクトルに見られるような吸収線がみられた。水素や中性ヘリウムの輝線には吸収成分が加わり、このときの Z And のスペクトルは、はくちょう座 P 型星のスペクトルとよく似ていたことが報告された。星の明るさが弱くなると、晩期型の吸収や高励起の輝線が現れた。1961 年の Z And や 1955 年の AX Per の大きなアウトバーストの際にも、同様のスペクトルの変化が起きたことが報告された(Gauzit 1955)。

ここではくちょう座 P 型(以降、P Cygni プロファイル)とは、星からの強い物質流出を示すスペクトルの特徴である。図 2.7 は P Cygni プロファイルを発生させる星からの恒星風とその時観測される line スペクトルの模式図を示している。P Cygni プロファイルは、スペクトルに強い水素およびヘリウムの輝線と、それぞれの輝線の青色側に隣接した吸収線を示す Be 型星であるはくちょう座 P 星にちなんで名づけられた。輝線と吸収線の 2 つの成分の合計である特徴は、放射圧か急速自転によって星からふきとばされている物質流あるいは膨張するガスの層によって生じる。流出ガスは、観測者から遠ざかる成分と、近づく成分を含むため、得られる輝線はドップラー効果によって、本来の波長を中心に広がった輝線を放出している。また星から我々に向かってくるガスは、背景に高温の星を持つことから、青色側に遷移した吸収線を生成する。

Boyarchuk (1975) は共生星 Z And の連続光が 3 つの放射源：(i) G-M 型の巨星、(ii) $T_{eff} \cong 10^5 K$ の小さな高温星、(iii) $T_e \cong 17000 K, n_e > 10^6 cm^{-3}$ 以上の星雲から発生していると仮定した(図 2.8)。彼らは理論的なエネルギー分布と、Z And のアウトバースト前後の観測で得られたバルマー不連続(3646 Å)周辺でのエネルギー分布が一致することから、共生星のスペクトルの変化は、各放射源の特性の変化と各放射源の相対的な貢献度に依存していると提案した。最も重要な役割を果たすのは、高温星の特性の変化であり、Woolf (1969) は、共生星の $11.5 \mu m$ での赤外光束が 3 つの放射源と一致していることを示した。晩期型スペクトルの吸収線は、M 型巨星の大気中で生成され、中性および電離金属の輝線は高温の星からの放射線の影響を受けて形成されることが明らかになっている。また、高励起状態の輝線は、高温成分の大気中やそれを取り巻く星雲中で形成される。水素線などの

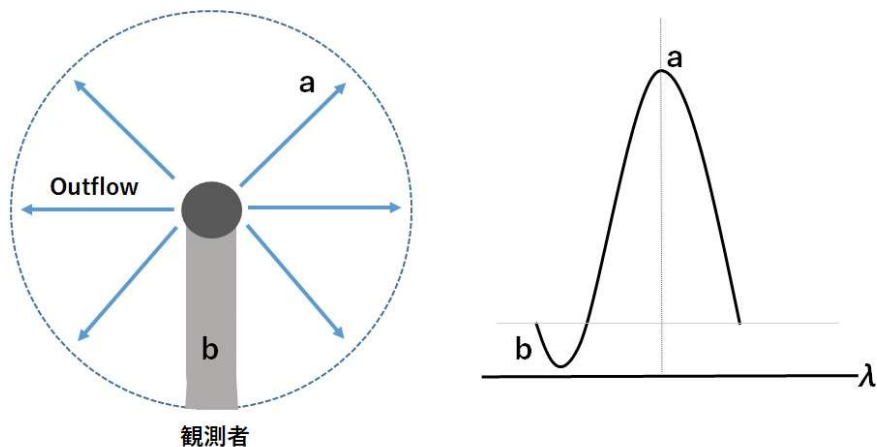


図 2.7 P Cygni プロファイルの模式図

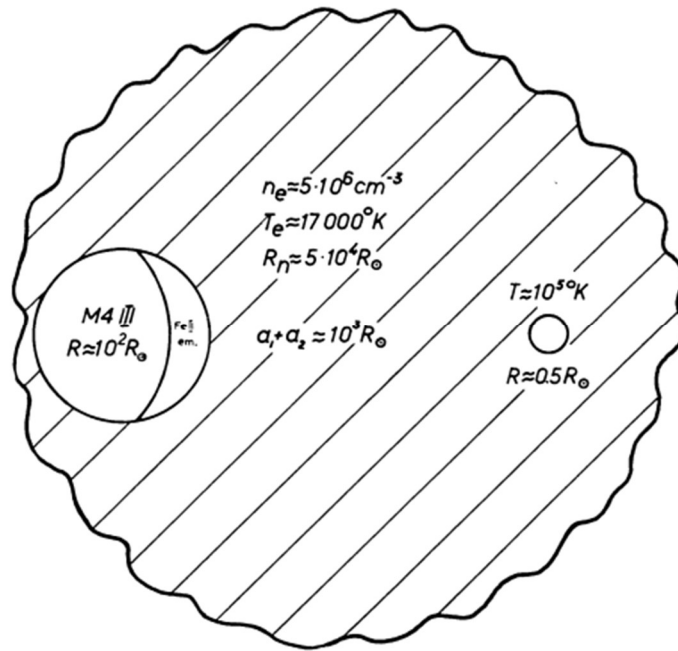


図 2.8 共生星のモデル (Boyarchuk 1975)

多くの輝線は、3つの放射源のそれぞれで形成される可能性があるため、3つの放射源のうちどれか1つに特徴があるわけではない。

2.3 共生星のアウトバーストの起源

ここで共生星で議論されているアウトバーストについて整理する。共生星でみられるアウトバーストは、(1) 共生新星、(2) 矮新星でみられるようなもの、(3) 白色矮星表面上でおこる核燃焼、(4) シェルフラッシュに要因を絞ることができそうである。

2.3.1 共生新星

共生新星では、新星爆発がアウトバーストの要因となる。新星爆発は、恒星から白色矮星に水素に富んだガスが降着し、その結果白色矮星表面で核融合反応を爆発的に起こす現象である。この環境で起こる核反応プロセスは、まず陽子-陽子連鎖(proton-proton chain; pp連鎖反応)である(図2.9に概略図)。これは2つの陽子の衝突によって起こる。一方の陽子が陽電子(e+)の放出によって中性子へと変わり、重水素を生成する。その重水素は別の陽子を結合しγ線を放出し、ヘリウム3(³He)へと変換される。最後の反応では、2つのヘリウム3が結合し、陽子を2つ出してヘリウム4(⁴He)を生成する。

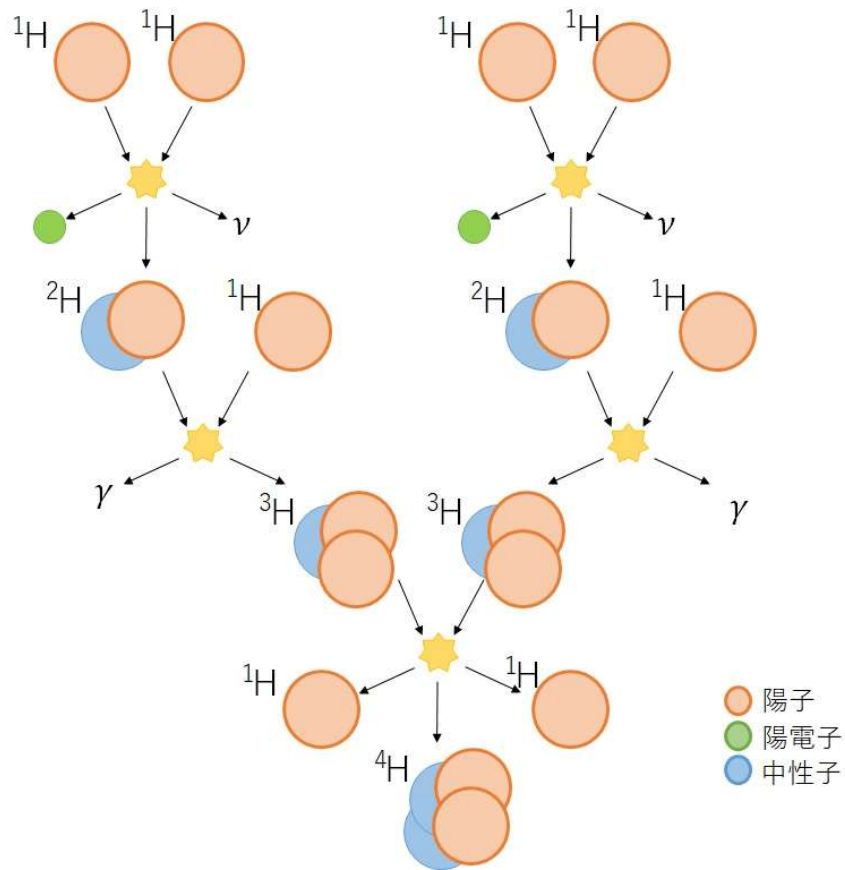


図 2.9 pp 連鎖反応の概要図

白色矮星表面上のガス層底部で白色矮星コアと降着物質の混合が起き、核燃焼領域の不透明度が高まり、多くの熱が閉じもめられ、核燃焼領域の温度が急激に上昇し、縮退層との境界付近で TNR 状態になると、ほとんどの場合核燃焼領域での温度は 10^8K を越えると考えられている。その結果、エンベロープ内の陽子を捕獲できる原子核 (C、N、O、Ne、Mg...) の大部分が不安定な原子核に変化し、核暴走の力学的時間スケールでの核エネルギー生成が制限される。これを CNO 循環反応 (CNO cycle reaction) と呼ぶ (図 2.10 に概略図)。古典的な新星の爆発では、金属に富むガスや粒子が放出され、この物質が星間物質の重元素の供給源となることが、アウトバーストの観測から明らかになった。観測された金属濃縮量から、アウトバーストの進化の過程で降着物質とコア物質の混合が起こったと考えられる。

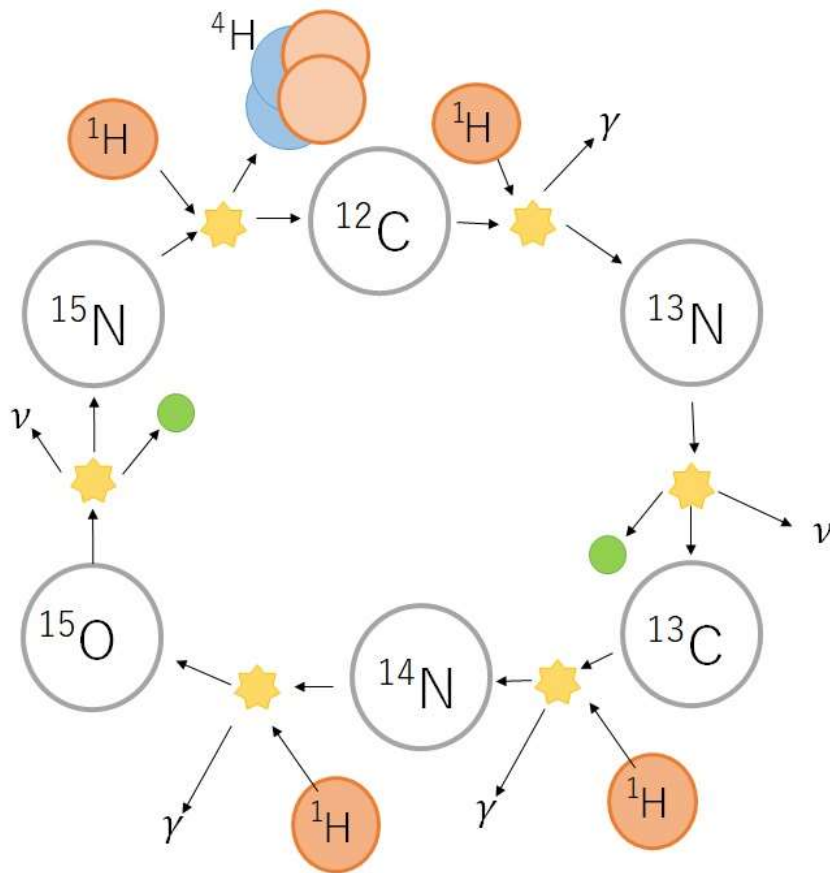


図 2.10 CNO 反応の概略図

2.3.2 古典的共生星

次に古典的共生星のアウトバースト等の変光の原因について述べる。共生星でみられる不規則な変光の要因については多くの議論がなされている。まずは伴星からの降着ガスが熱核シェルを經由して急速に降着する「定常燃焼モデル」、矮新星にみられるような要因によるアウトバースト、そして共通して見られると考えられる、水素のシェル状の層で起こる核融合反応、熱パルス（ヘリウムシェルフラッシュ）によるアウトバーストである。Kenyon & Truran (1983)は水素のシェルフラッシュのタイプを2つに分けた。ひとつは星の膨張につながるもの、2つめは白色矮星の有効温度が高いままのものである。白色矮星は大部分の水素は燃焼してヘリウム、炭素、酸素、ネオン、マグネシウムなどで構成される。炭素、酸素のコアでは電子が縮退し次の核融合がおこらず、かわりにヘリウム層の外層で水素のシェル燃焼が生じるため星が膨張する。縮退圧で支えられている星は、水素のシェル燃焼を繰り返しヘリウム層の質量が増え、ヘリウム燃焼が始まり、温度が上がっても圧力が反応せず、膨張が起こらずヘリウムフラッシュが起こる。

2.4 Ia 型超新星の親星としての共生星

共生星は Ia 型超新星への進化が予想されている重要な天体である。宇宙の標準光源として科学的

に重要である Ia 型超新星は、爆発前の天体（親星）は観測的に同定されていない。2011 年に発見された超新星 PTF11kx は、観測から Ia 型超新星であり、その親星が共生星であった証拠をつかんだことが報告された(Dilday et al. 2012)。Ia 型超新星になるには、白色矮星質量が $1.4M_{\odot}$ に近づく必要がある。しかしほとんどの共生星では白色矮星の質量は $1.4M_{\odot}$ 未満である。共生星の白色矮星が Ia 型超新星の親星となるのに十分な質量を蓄積できるのかの決め手となるのは、(i) 赤色巨星から白色矮星およびその周りの降着円盤への質量輸送、(ii) 降着円盤から白色矮星への質量降着、(iii) 白色矮星によるジェット形成(Korreck et al. 2007)、(iv) 新星爆発や古典的共生星の増光（アウトバースト）に伴う質量損失である。しかし、赤色巨星から白色矮星への質量輸送の方法や、その効率、新星爆発とジェットによる白色矮星からの質量損失の量は不明な点が多い。ジェットの質量放出の量、頻度を求めることは Ia 型超新星の親星となるのに十分な質量を持つかどうかの目安となる(Korreck et al. 2007)。これらを解決し、共生星の白色矮星の Ia 型超新星への成長の可能性を制約するため、観測・シミュレーション・モデルによる多面的な研究が必要である。

2.5 共生星のジェット

共生星のうちいくつかはジェットとよばれる高速なアウトフローを示す。Munari (2019)によるとジェットが確認された候補天体は12天体である。表2.1にジェットとフリッカリングを持つ共生星をまとめた。

表 2.1 ジェット、フリッカリングを持つ共生星

天体名	ジェット	Reference	フリッカリング	Reference
BX Mon	?	—	○	Sokoloski et al. (2001)
RS Oph	○ (during outburst only)	Brocksopp et al. (2004)	○	Sokoloski et al. (2001)
V627 Cas	?	—	○	Gromadzki et al. (2006)
Z And	○ (during outburst only)	Skopal et al. (2009)	○	Gromadzki et al. (2006)
T CrB	?	—	○	Gromadzki et al. (2006)
MWC 560	○(permanent)	Tomov & Kolev (1997)	○	Sokoloski et al. (2001)
V407 Cyg	?	—	○	Gromadzki et al. (2006)
CH Cyg	○(jet like)	Belczynki et al. (2000)	○	Sokoloski et al. (2001)
EG And	?	—	○	Sokoloski et al. (2001)
CM Aql	?	—	○	Sokoloski et al. (2001)
BF Cyg	○ (during outburst only)	Skopal et al. (2013)	○	Sokoloski et al. (2001)
R Aqr	○(bipolar)	Schmid et al. (2017)	?	—
Hen 3 - 1341	○ (during outburst only)	Tomov et al. (2000)	?	—
St 2 - 22	○ (during outburst only)	Tomov et al. (2017)	?	—
HM Sge	○(jet like)	Belczynki et al. (2000)	?	—
RX Pup	○(jet like)	Belczynki et al. (2000)	?	—
V1016 Cyg	○(jet like)	Belczynki et al. (2000)	?	—
AG Dra	○ (during outburst only)	Mikolajewska (2002)	×	Dobrzycka et al. (1996)

3. 共生星 MWC 560

MWC 560 は P. W Merrill が開始した、ウィルソン山天文台 H α 輝線サーベイ観測で、Merrill & Burwell (1943)によって発見された共生星である。MWC 560 はいっかくじゅう座に位置する連星で V 694 Mon という別名をもつ。1990 年のアウトバースト時には視線方向へ-6000 km/s ものジェットが観測される天体として注目された(Tomov 1990)。MWC 560 は稀な現象を 2 つも示す特異な天体である。MWC 560 は、1973 年に Sanduleak & Stephenson によって強い青方偏移の吸収と変化しやすい輝線、ならびに TiO バンドを観測され、M4ep (M 型星+emission+P Cygni profile) のスペクトル型を持つとした。視差は Gaia EDR2 より 0.424 ± 0.035 mas であり、天体までの距離(d)を計算すると、 2.465 ± 0.016 kpcとなる。

3.1 MWC 560 の光度曲線と周期

MWC 560 の光度曲線を見ると、1928 年から 2016 年まで徐々に明るさを上げながら半規則的に変化している。変光幅も様々だが、一番暗い時期に対して、約 2~3 等の変光が見られる。アウトバーストは数日で増光し、数か月から 1 年程で暗くなる傾向にある。

連星の軌道周期が決定しておらず、この天体をもつ周期について多くの議論がなされてきた。Doroshenko et al. (1993)は MWC 560 の光度曲線に含まれる周期成分を調べ、長い周期 (1930 日) を報告した。これらの周期の原因については、軌道運動、降着円盤の歳差運動、M 型巨星の脈動、周期的な爆発などの可能性を提案している。また Kurochkin(1993)は、高温の星が楕円軌道を動いていると、降着速度と円盤の明るさが近星点で増加することを提案した。

図 3.1 は Munari et al. (2016)による 2005 年から 2016 年までの観測結果と、1928 年から 2004 年までは、Luthardt (1991)、Tomov et al. (1996)、アメリカ変光星観測者協会(The American Association of Variable Star Observers : AAVSO)、All Sky Automated Survey for Supernovae (ASAS-SN)の文献値等を組み合わせたものである。この期間の光度曲線から MWC 560 は 1860 日の周期で明るくなり、その中でも特に明るくなるタイミングが約 9570 日であることが確認されている。

また MWC 560 の赤外域に、短い周期 (166 日と 331-340 日) の変化があることが Gromadzki et al. (2007)、Munari et al. (2016)によって調べられており、M 型巨星の脈動として議論されるが、光度曲線の形状が典型的なものとは異なることから、決定されていない。

これらの多くの論文で述べられている代表的な 2 つの周期は、長い周期(1860 日-1930 日)と短い周期(331 日-340 日)であるが、若干のばらつきがある。

Munari et al. (2016)は、これらの周期(1860 日と 331 日の基本周期)について議論をしている。これらの周期は光度曲線の変化から求められており、どれが MWC 560 の連星の軌道周期について相当するかは、恒星の視線速度の周期的な変化の観測が必要であるため、十分に確立されていない。

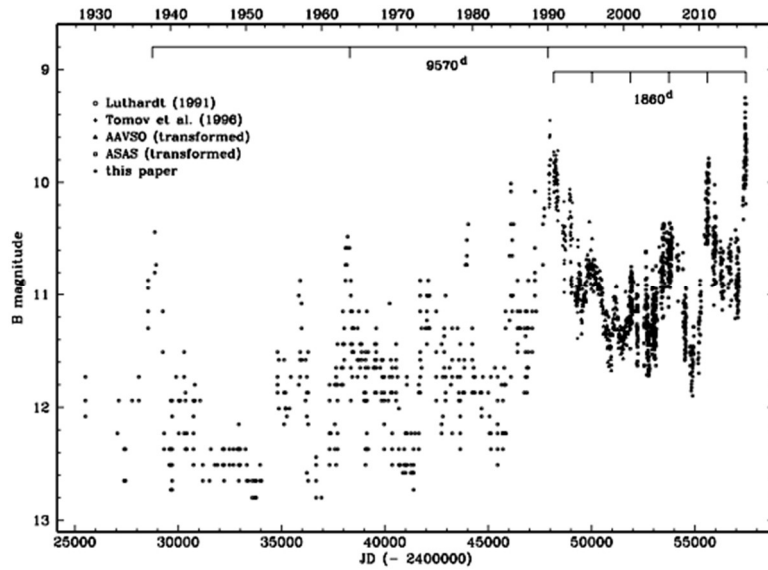


図 3.1 1928 年～2016 年の MWC 560 の光度曲線 (Munari et al. (2016))

3.2 MWC 560 のフリッカリング

Bond et al. (1984)は、MWC 560 において数分程度の時間スケールで最大 0.2 等のフリッカリングをおこしていることを報告した。その後 Tomov et al. (1996)によってその振幅は 0.1~0.7 等で、検出された準周期は 1~160 分であることが報告された。1990 年のアウトバースト時に Tomov et al. (1996)で行った U バンド測光で、1990 年 12 月 29 日に、数分単位の時間でフリッカリングが観測されなかった (Zamanov et al. 2011a)。この時を除き 1984 年から 2018 年 5 月までに得られたすべての観測でフリッカリングが見えていた (Tomov et al. 1996, Zamanov et al. 2011a,b; Lucy et al. 2020)。

3.3 MWC 560 のアウトフロー

MWC 560 は 1990 年にそれまで最大のアウトバーストをおこした。1990 年 1 月から 3 月のスペクトル ($H\beta$) を図 3.2 に示す (Tomov 1990)。観測されたスペクトルの輝線には P Cygni プロファイルが観測され、1990 年 3 月 14 日には -6000 km/s ものアウトフローの速度を観測した。アウトフローの速度は、P Cygni プロファイルに見られる輝線と吸収線のピークの違いより求めている。Tomov (1990)はこれらのデータから、巨星から輸送された物質がコンパクト伴星の周りに降着円盤を形成し、輝線は円盤の外側部分で生じていると提案した。また水素のバルマー線の複雑な分布を観測し、それが数日単位で変動していることからアウトフローは視線方向へ噴出していることが推定され、天体の降着円盤を face on で観測していることも提案した。

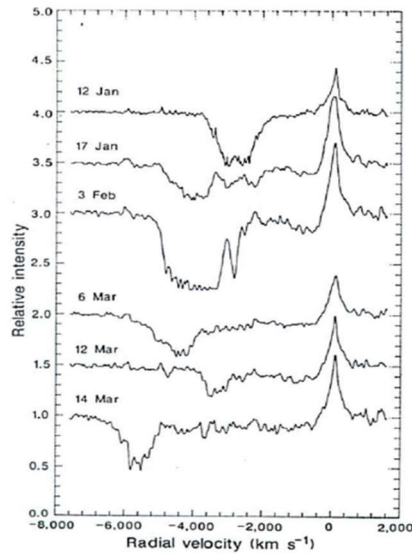


図 3.2 1990 年 1 月～3 月の H β のスペクトル (Tomov 1990)

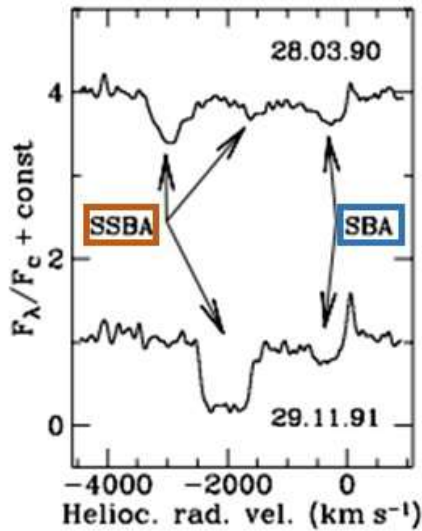


図 3.3 SBA と SSBA (Tomov & Kolev 1997)

Tomov & Kolev (1997)はバルマー線の非常に複雑な吸収成分を分類するため、非定常的で強くシフトした吸収線を SSBA(strong shifted Balmer absorptions)、継続的で低速のバルマーの吸収線を SBA(slowest Balmer absorptions)と分類した(図 3.3)。SSBA は非常に短いタイムスケールで変化し、2～3 日後のスペクトルでも SSBA が存在した場合、数千キロも異なることがある。Tomov & Kolev (1997)によると、1990 年の増光のピークから数ヶ月後の観測シーズン (1990 年 12 月 29 日～1991 年 3 月 25 日)では、outflow の速度は-130～-320 km/s と非常に遅くなっており、その後、1991 年 9 月 27 日～1992 年 4 月 13 日では-973～-2048 km/s、1992 年 9 月 18 日～1993 年 3 月 16 日では、-1174～-1962 km/s の速度成分が観測されている。

また Iijima(2002)は水素の Balmer 線($H\beta$)の広がった吸収線のプロファイルを 4 つのタイプに分類した (図 3.4)

- Type A: 吸収成分と輝線の上に平坦な連続成分がなく、青側が赤側よりも急である。
- Type B: 吸収成分と輝線の上に平坦な連続成分がなく、赤側の一部が青側と同じように急である。
- Type C: 吸収成分と輝線の上に平坦な連続成分があり、青と赤側の両方が急である。
- Type D: 吸収成分と輝線の上に平坦な連続成分があり、青よりも赤側の方が急である。

それぞれのタイプは吸収成分と、輝線の上に平坦な連続成分があるかないかで大きく 2 つに分けられる。さらに Type A と B の吸収成分の中に狭い(narrow)吸収が重なって見られるものには、文字列“nr”を付け加えている。Type A と B は静穏時、C と D は活動的な時期を示していると考えられており、活動的な時期を示すと考えられるプロファイルは 1999 年 4 月 3 日が最後となり、以降は吸収成分と輝線の上に平坦な連続成分はみられていない。

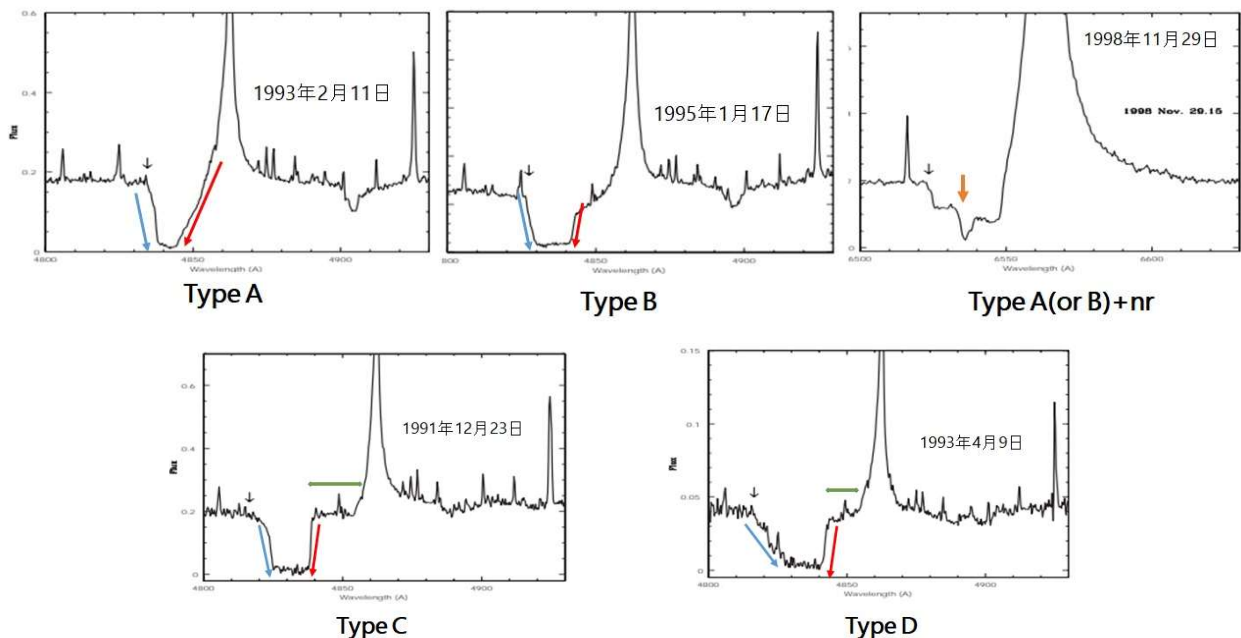


図 3.4 $H\beta$ 線における吸収線プロファイルの Iijima 分類 (Iijima 2002)

観測史上、2 番目の明るさとなった 2016 年 3 月には、アウトフローの速度は約-1700 km/s であった。Lucy et al. (2020)は、2007 年 10 月 30 日から 2017 年 1 月 22 日までの間に 74 夜のスペクトルを得ており、2015 年から 2016 年 1 月 21 日までの間で青方偏移した幅の広いバルマー吸収線の最大速度が ~ 1500 km/s から 2500 \sim 3000 km/s まで倍増したことを報告している。

3.4 MWC 560 の予想外のアウトバースト

MWC 560 は 1990 年 2 月にアウトバーストを起こし、2 月 24 日には 9.65 等 (V) まで明るくなり、最大光度は 1990 年 4 月 2 日に 9.21 等が観測されている。仮に光度曲線が 1860 - 1930 日の周期に関係しているとする、直近のアウトバーストは 2016 年 3 月であるので、次の明るくなるイベント

トは 2021 年 3 月頃に観測されることが予想されていた。しかし、2018 年 11 月に、Goranskij et al. (2018)により、予想外の増光が報告された。また同じ時期にフリッカリングは 2018 年 10 月に消失しており(Goranskij et al. 2018)、2019 年 10 月と 2020 年 2 月に得られた Zamanov et al. (2020)の観測では依然見えていないことが分かった¹⁴。そして現在(2021 年 12 月)もいまだ明るいままである。MWC 560 には、以下のような未解決の問題がある。

- ・なぜ 2018 年に増光現象が起こったか
- ・2018 年は何が起こったのか
- ・2018 年からずっと続いている増光現象は何か
- ・アウトバーストの原因は何か
- ・連星の軌道周期は何か

¹⁴ 共生星のフリッカリングが時々消えることを最初に示したのは、回帰新星の T CrB であった (Bianchini & Middleditch 1976)。CH Cyg ではフリッカリングが 3 年以上消えていた (Stoyanov et al.2018)。RS Oph では、新星爆発後にフリッカリングが消え、241 日後に再び現れた (Worters et al.2007)。

4. 観測手法と解析

本研究では、測光観測による光度曲線ではわからない天体の状態を調べる。低分散分光観測では全体のスペクトルを取得することで、観測時期に応じてみられる輝線を調べ、高分散分光観測では天体に見られるガスの速度の変化を調べる。

4.1 低分散分光観測

観測は、2016年3月26日から行い、可視スペクトルを取得した。付録A.1に観測ログを示す。観測には岡山理科大学の28cm望遠鏡と船穂天文台の36cm望遠鏡の2つの望遠鏡を使用した。それぞれの望遠鏡には、SBIG社製の分光器DSS-7とSBIG社製のCCDカメラ(ST-402またはST-1603)が搭載されている。波長範囲は3800-7800Å、分解能は $R=400$ である。露光時間は20秒から60秒の間で撮影した。また、岡山県井原市美星天文台の101cm望遠鏡を用いて2019年12月27日と2020年12月12日の2夜可視スペクトルを得た。望遠鏡には分光器とCCDカメラ(ANDOR DU-440BV)が搭載されている。分解能は $R=1500$ で波長範囲は3800~8200Åをカバーしている。2019年12月27日に60秒、180秒、240秒の露光時間で11回撮影し、2020年12月12日に120秒、240秒の露光時間で8回撮影を行なった(付録A.2)。

4.2 高分散分光観測

国立天文台ハワイ観測所岡山分室188cm望遠鏡のHIDES (High Dispersion Echelle Spectrograph, 泉浦1999)を用いて、2018年12月25日から可視スペクトルを得た(付録A.3)。望遠鏡から分光室にはファイバーフェーディングシステム(Kambe2013)が設置されている。HIDESは、3枚の2k x 4k CCDを焦点面にモザイク状に配置したクロス分散型エッセル分光器で、3800-7600の波長域を同時にカバーし、100本のコアファイバとイメージスライサーの組み合わせで、 $R=50,000$ の分光分解能を提供する。露光時間は300秒で、各エッセルスペクトルの波長較正は、サイエンススペクトルの前後にトリウムアルゴンランプを用いて行った。

4.3 データ解析

本研究では岡山理科大学屋上天文台で得られたデータをCCD画像処理ソフトAIP4Win、すばる画像解析ソフトMakali、分光観測画像解析ソフトBeSpec、Excelを用いて解析した。また国立天文台すばる望遠鏡岡山分室188cm望遠鏡で得られたデータをIRAF(Image Reduction and Analysis Facility)という画像処理ソフトを用いて解析した。

5. 結果

本研究では、共生星 MWC 560 において 2018 年 11 月におこった予想外の増光に注目し、アウトバースト中に取得した分光観測結果をまとめる。

5.1 2010 年から 2021 年の光度曲線

図 5.1 は KWS (Kamogata-Kiso-Kyoto Wide-Field Survey) による測光観測結果である。グレーの部分高分散分光観測 (HIDES) を実施した 3 つのシーズンを示している。

KWS による測光観測では、2018 年 9 月から 2019 年 4 月 (シーズン 1) にかけて、 $V=9.20$ から 8.99 等への緩やかな増光が見られる。2019 年 9 月から 2020 年 4 月 (シーズン 2) にかけては $V=9.02$ から 8.70 等に明るくなっている。そして 2020 年 9 月から 2021 年 4 月 (シーズン 3) までの期間に

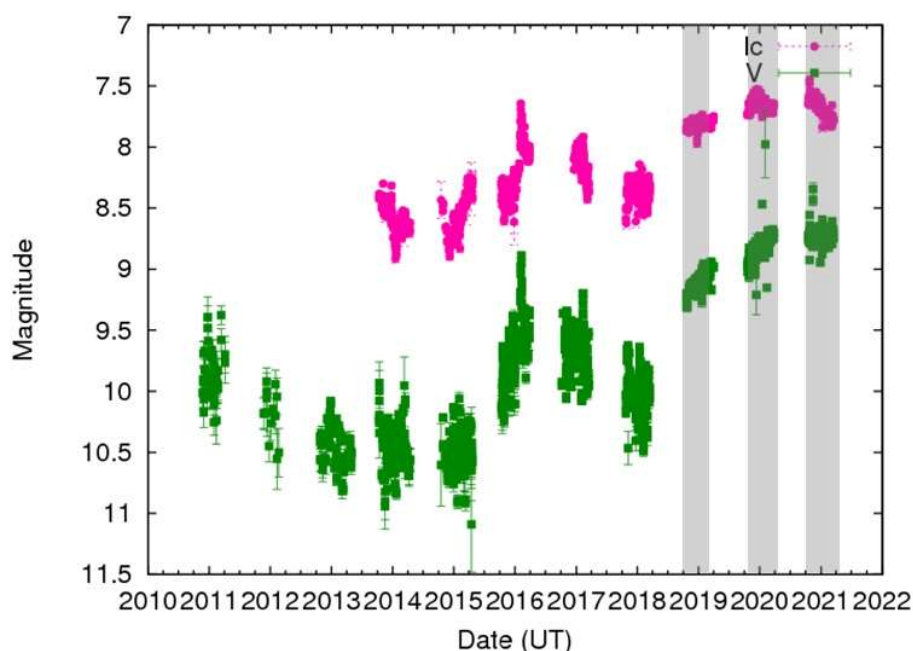


図 5.1 KWS で得られた MWC 560 の光度曲線

最も明るくなる。その後も $V=8.74\sim 8.75$ でほぼ一定の明るさを保っている。光度曲線は V バンドと Ic バンドで微妙に異なる。Season 1 では $Ic=7.87$ から 7.84 まで徐々に明るくなり、season 2 では $Ic=7.65$ で最大輝度となり、season 3 では $Ic=7.65$ から 7.77 まで徐々に暗くなっている。MWC 560 の観測史上、V 等級は season 3 で最も明るく、Ic 等級は Season 2 の終わりから season 3 の初めにかけて最も明るくなった。

図 5.2 は KWS による測光観測結果から、横軸を日付、左縦軸に色指数 $V-Ic$ 、右縦軸に V mag をプロットしたものである。色指数 $V-Ic$ の時間変化は徐々に青くなっている (値が減少していく) ことがわかった。

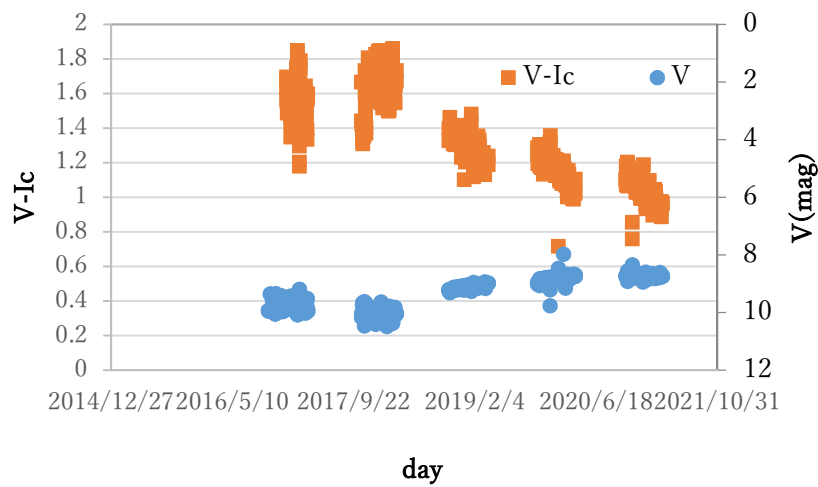


図 5.2 KWS の測光結果による色指数

5.2 MWC 560 の可視低分散スペクトル

図 5.3 は、2016 年 3 月の増光時に岡山理科大学天文台の低分散分光器を用いて得られたスペクトルである。本論文では、スペクトルの連続波成分を 1 に規格化している。スペクトルには、吸収線を伴う水素のバルマー線($H\alpha$ 、 $H\beta$ 、 $H\gamma$ 、 $H\delta$)と FeII の輝線が主に見られた。図 5.4 は 2017 年 11 月から 2018 年 11 月までの予想外な増光前の $H\alpha$ の拡大図であり、スペクトルの吸収成分が徐々に変化していく。2017 年 11 月 25 日のスペクトル (黄色) では、高速の吸収成分 (矢印) が見られたが、2018 年 4 月 8 日 (緑色) では、吸収線がやや浅くなる。2018 年 11 月 14 日 (オレンジ) のスペクトルでは、高速の吸収成分が消えている。

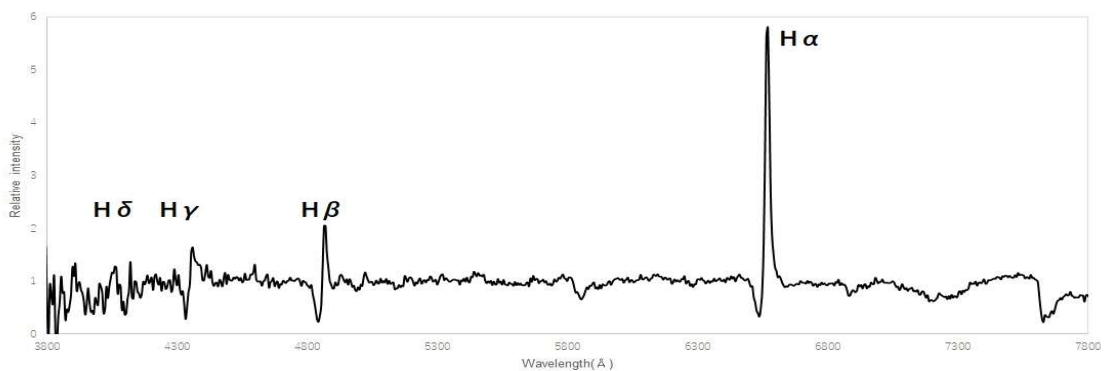


図 5.3 2016 年 3 月 30 日の MWC 560 のスペクトル

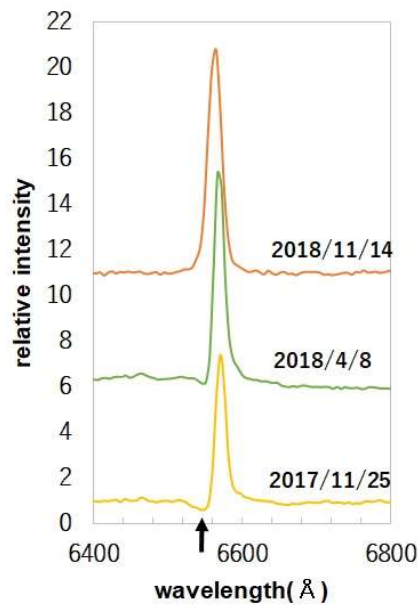


図 5.4 MWC 560 の $H\alpha$ の拡大図

このようなスペクトルの変化は、Atel#12227 (Goranskij et al. 2018)のスペクトルでも報告されている。彼らの観測では、2017年11月26日のスペクトルでは弱い高速吸収成分を持つ水素のバルマー線が観測されたが、2018年11月16日のスペクトルでは高速度吸収成分が見られない。スペクトルの形状は左右で非対称であり、Goranskij et al. (2018)はこのような非対称のバルマー線のスペクトルを、幅の広い輝線の肩(a broad emission line shoulder)と表現した。

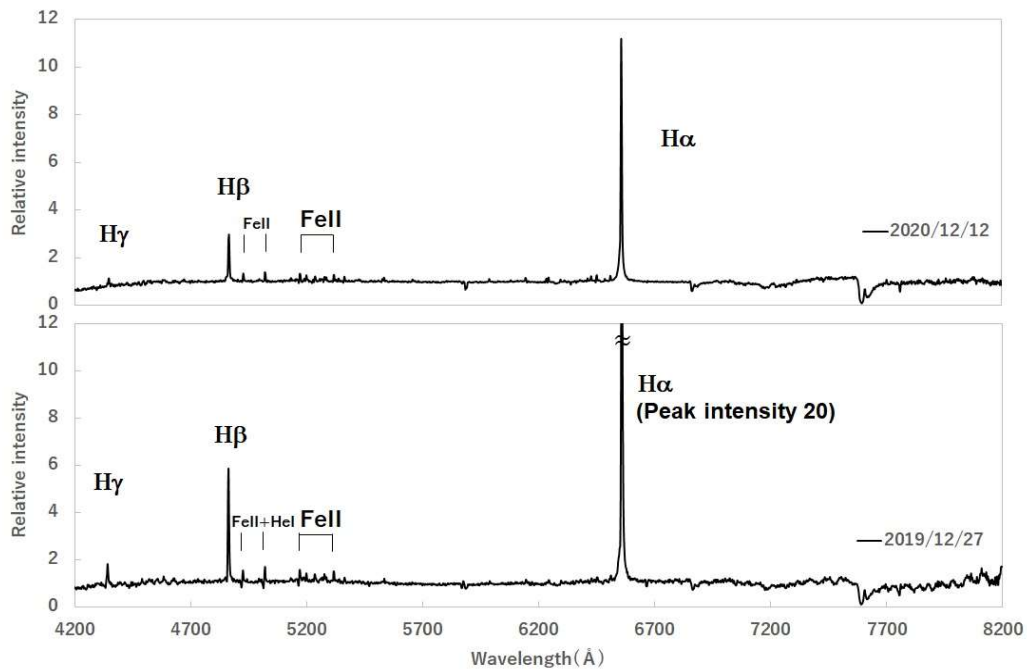


図 5.5 2019 年 12 月 27 日と 2020 年 12 月 12 日の MWC 560 のスペクトル

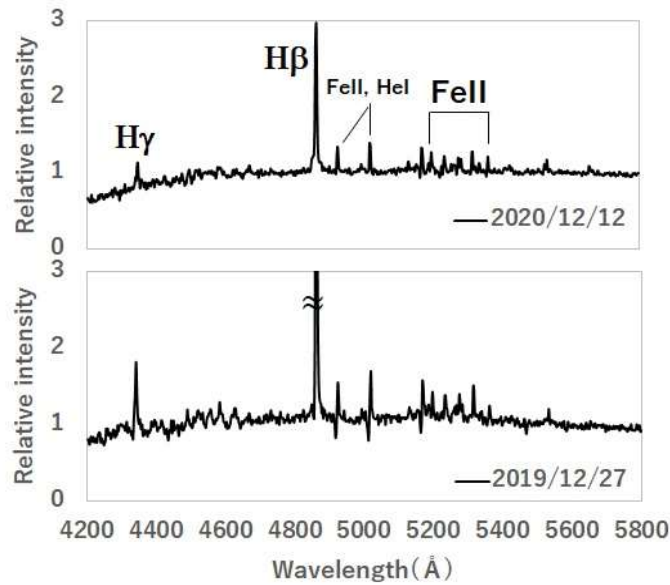


図 5.6 $H\beta$ 周辺の拡大図

図 5.5 は、美星天文台で得られた低分散光観測の結果である。観測は 2019 年 12 月 27 日と 2020 年 12 月 12 日に行った。得られたスペクトルには、水素のバルマー線 ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$), Fe II (5018, 5169, 5198, 5235, 5317, 5363 Å) の輝線、NaD, He II (7178 Å), 6830 Å に輝線が見られる。

図 5.6 は、 $H\beta$ の周辺 (4200 Å ~ 5800 Å) を拡大したものである。2019 年のスペクトルでは FeII + HeI に輝線と吸収線が見られ、2020 年のスペクトルでは輝線のみが見られた。これは、Goranskij et al. (2018) で報告された 2017 年と 2018 年のスペクトルと同様の特徴で、2017 年 11 月 26 日は輝線のみだが、2018 年 11 月 16 日は FeII + HeI の輝線と吸収線が見られていた。

5.3 可視高分散スペクトル

低分散分光観測で得られていた高速の吸収成分の消失後、国立天文台すばる望遠鏡岡山分室の188cm 望遠鏡の HIDES を用いて追跡観測を行った。高分散分光観測で得られた $H\alpha$ 輝線スペクトルは観測時期によって大きく形状が変化しているため、ここでは $H\alpha$ 輝線に注目し、観測シーズン(5.1 参照)ごとにまとめていく。

5.3.1 シーズン1: 2018年12月25日~2019年2月6日

図 5.7 は、2018年12月25日から2019年1月27日までの $H\alpha$ 周辺の5夜のスペクトルである(時系列は下から上へ)。この結果から、6560Å 付近に低速度の吸収成分が確認され、その吸収線の深さが浅くなっていることがわかった。また、2018年12月25日の輝線にダブルピークが見られた。

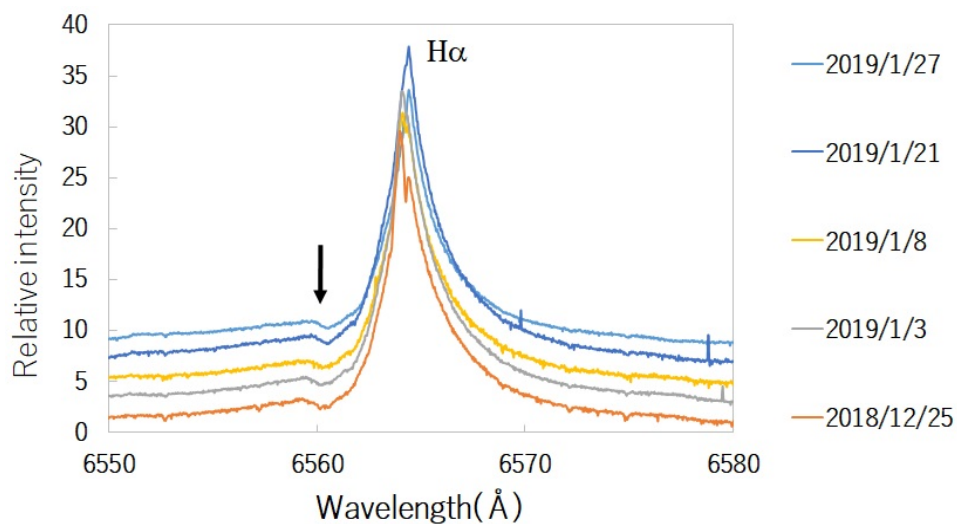


図 5.7 2018年12月25日から2019年1月27日までの $H\alpha$ 周辺の5夜のスペクトル

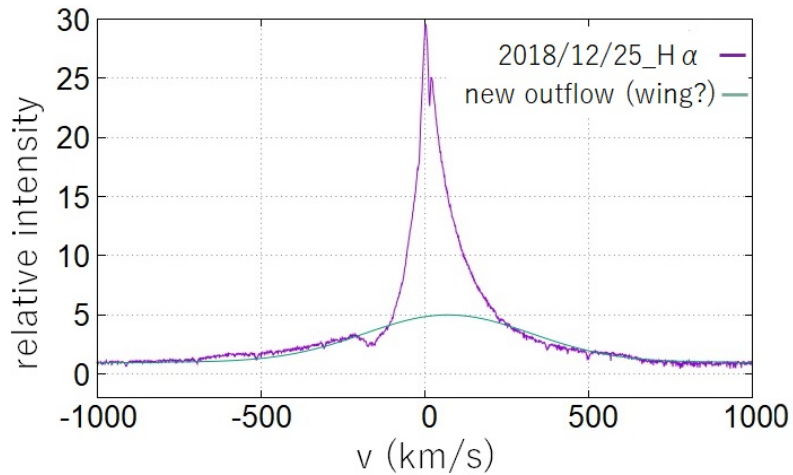


図 5.8 2018 年 12 月 25 日の H α 輝線の拡大図

図 5.8 は、2018 年 12 月 25 日の H α 輝線の拡大図である。横軸を波長から速度に変換してあり、輝線のピークを 0 km/s とした。H α 輝線には、弱い高速の成分と明るい輝線の主成分、そして短波長側に吸収成分の 3 つの成分が確認できる。弱い高速の輝線成分は、 $v_{FWHM} = 700$ km/s のガウス曲線（緑の線）でフィッティングしている。この強度の弱い成分（以降 wing と呼ぶ）は、2018 年 12 月に新たに発生したものと考えられる。輝線に見られた wing は、シーズン 1 終わりの、2019 年 2 月 6 日まで観測されている（図 5.9）。

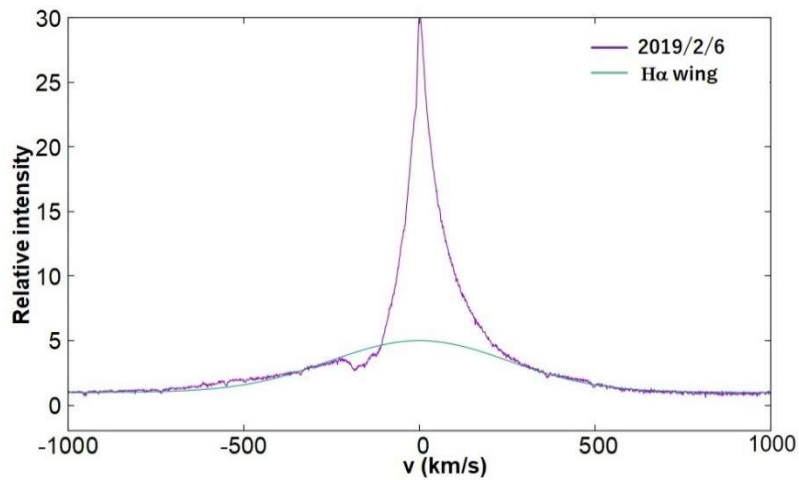


図 5.9 2019 年 2 月 6 日の H α 輝線の拡大図

5.3.2 シーズン2：2019年12月9日～2020年4月29日

図 5.10 はシーズン2の期間に得られたスペクトルの一部を並べたものである。時間の経過とともに吸収線の形状が徐々に変化した。H α 輝線の吸収線の速度がわずかに遅くなり、吸収線の深さが浅く、幅は広がっていった。吸収線のピーク velocity は、 -230 km/s から -220 km/s へわずかに変化している。そして、シーズン1で発見したH α 輝線の wing 成分は、シーズン2の2020年2月5日には完全に見られなくなった。図 5.11 は2020年2月5日のH α 輝線の拡大図である。

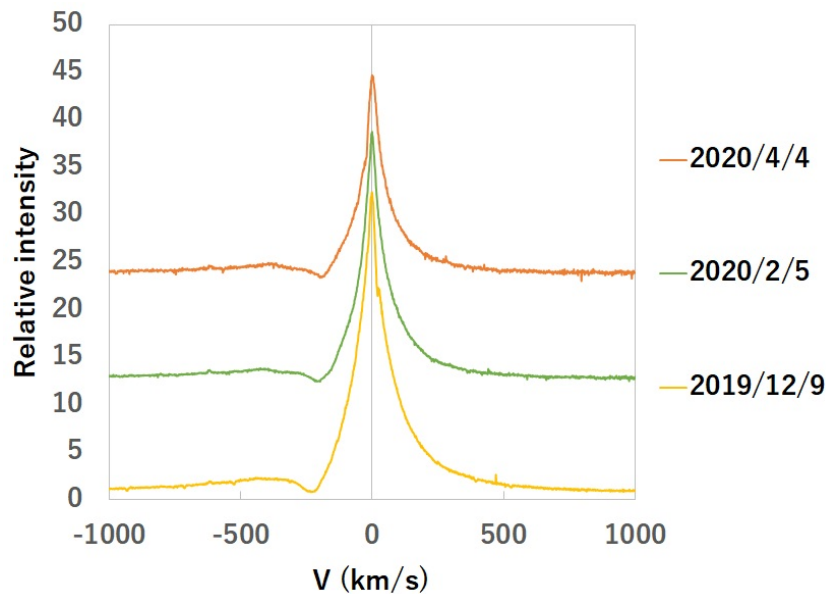


図 5.10 シーズン2のスペクトル

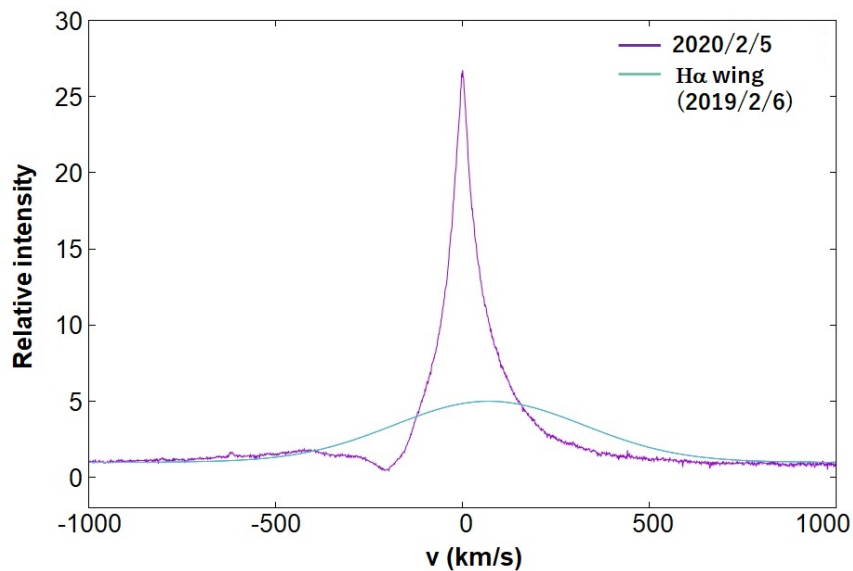


図 5.11 2020年2月5日のH α 輝線の拡大図

2018年の増光時から見えていた弱い高速の輝線成分は、 $v_{FWHM} = 700$ km/s のガウス曲線(緑の線)である。図 5.11 では 2020 年 2 月 5 日のスペクトルに 2019 年 2 月 6 日の H α wing をフィッティングしている。また、2019 年 12 月 9 日のスペクトルには、わずかに輝線にダブルピークが見られ、2 か月後の 2 月のスペクトルではシングルピークに戻っていた。

5.3.3 シーズン 3 : 2020 年 12 月 1 日 ~ 2021 年 5 月 1 日

シーズン 3 では、吸収線に大きな変化が現れた。図 5.12 はシーズン 3 の期間に得られたスペクトルの一部となっており、日数分をオフセットし、並べた図である。吸収線は幅が広くなり、吸収線の深さはより深くなった。

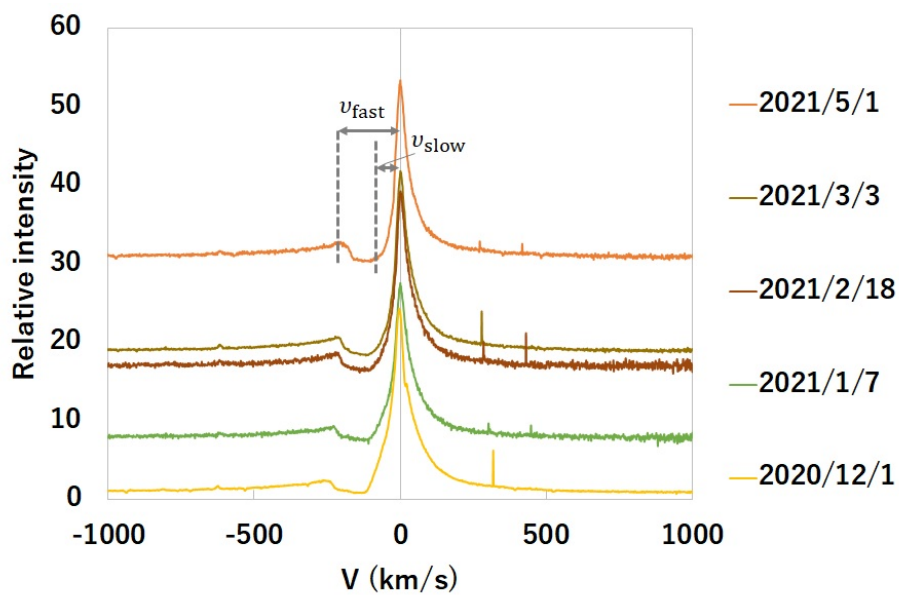


図 5.12 シーズン 3 に得られたスペクトル

5.4 アウトフローの速度の時間変化

1990年代に高速なアウトフローが見られていたとき、吸収線のピークと輝線のピークとの速度差をアウトフローの速度(outflow velocity)として定義した(例えば、Tomov 1990 や Iijima, T. 2002)。本研究でも同様に定義する。

2016年増光以降のスペクトルではほとんど変動を見せなかったが、2018年4月に徐々にアウトフローの速度は-1000 km/s に鈍化した。そして次の観測シーズンの初めにスペクトルが変化した。シーズン1である2018年11月14日以降の低分散分光観測では、水素のバルマー線に吸収線は見えなくなった。そして輝線にショルダーの形状が見られるようになった。一方、高分散分光観測では水素のバルマー線に吸収線が観測されたが、約-200 km/s と低分散分光観測(分解能 700km/s)で分解するにはアウトフローの速度が遅すぎる結果となっていたことが分かった。また図 5.9 で示した通り、 $H\alpha$ 線には、吸収線の他に2つの輝線成分(弱い高速の成分と明るい輝線の主成分)を捉えた。

シーズン2ではアウトフローの速度がややあがり、-230km/s から-220km/s となった。シーズン1の2018年12月からシーズン2の2019年2月までは幅の広い輝線 wing を観測し、このwingの視線速度は $v_{\text{FWHM}}=700$ km/s であった。このwingは2020年2月5日には消えた。

シーズン3には吸収線のピークが広がった。そこで、アウトフローの速度を図 5.12 に示したように v_{fast} と v_{slow} の2種類に分類した。速い方の v_{fast} は、輝線ピークと吸収の縁の間の速度差である。遅い方の v_{slow} は、輝線ピークと吸収の底との間の速度差で、しばしば吸収ピークと同じになる。2021年5月1日のアウトフローの速度は、 $v_{\text{fast}} -230$ km/s、 $v_{\text{slow}} -100$ km/s であった。

図 5.13 は、2016年3月6日から2019年1月27日までのアウトフローの速度の時間変化を示している。速度の時間変化について直線近似を行った。アウトフローの速度は、2016年には約-1400 km/s、2018年には約-1000 km/s、2019年には-200 km/s 以下となった。1日あたり約1km/s ずつ減速しているように思われる。

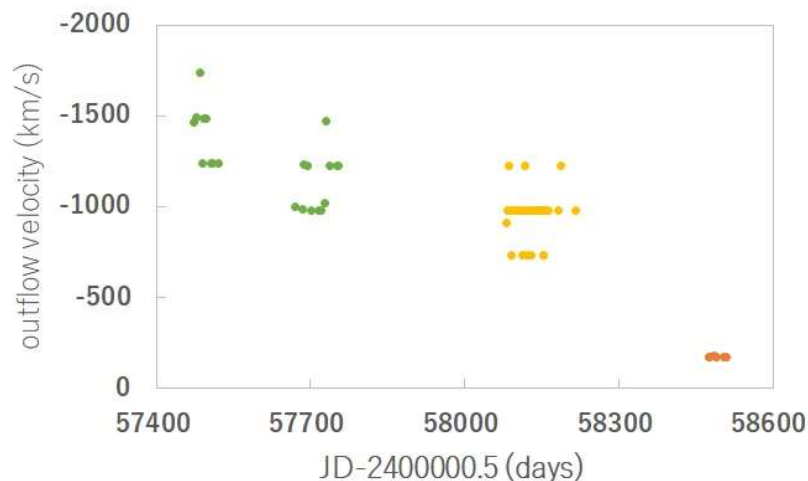


図 5.13 2016年3月6日から2019年1月27日までのアウトフローの速度

図 5.14 はシーズン 1 からシーズン 3 に対応する、2018 年 12 月 25 日から 2019 年 1 月 27 日までのアウトフローの速度を示した。ただし、2018 年 12 月 25 日はダブルピークが得られているため、2 点プロットした。

図 5.15 は、2018 年 12 月から 2021 年 5 月までの v_{slow} のアウトフローの速度を示している。

アウトフローの速度はシーズンごとに連続的に減少しており、リニアフィッティングを行った。シーズン 1 以前のアウトフローの速度を外挿すると、2018 年 12 月には約-300 km/s の流出速度が予想される。これは、2018 年 12 月 25 日以降に見られた幅の広い輝線 wing の半分の速度に相当する。

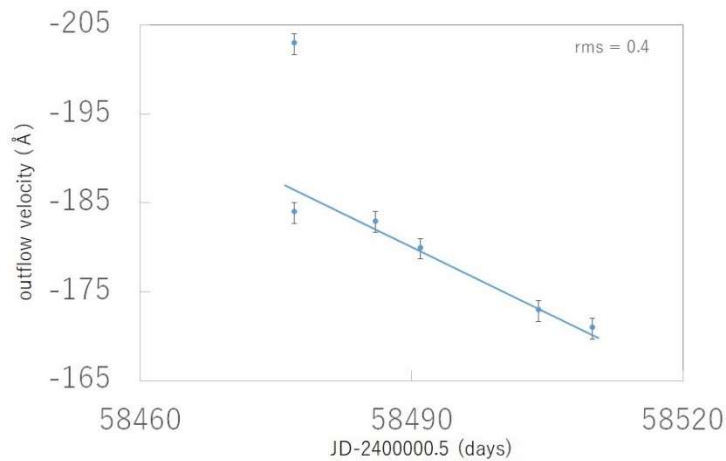


図 5.14 2018 年 12 月 25 日から 2019 年 1 月 27 日までのアウトフローの速度の拡大図

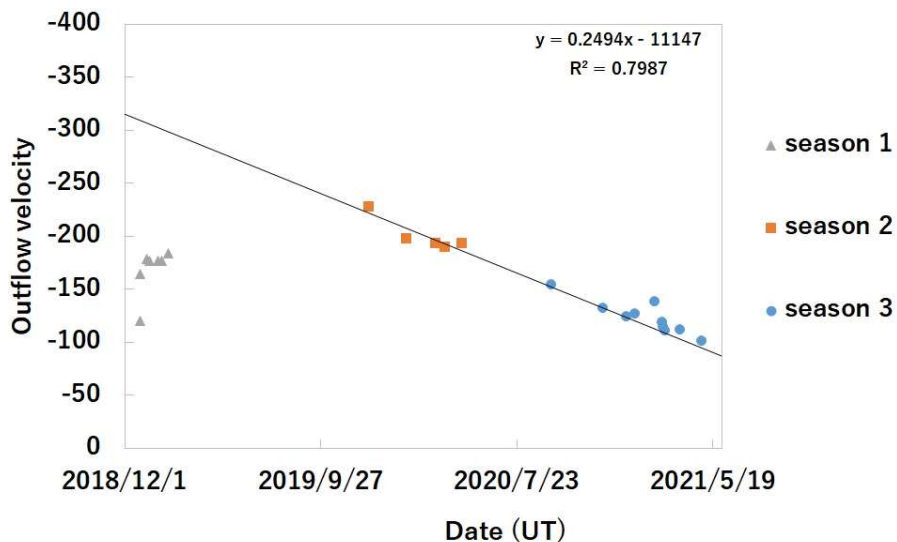


図 5.15 2018 年 12 月から 2021 年 5 月までの v_{slow} のアウトフローの速度

5.5 まとめ

本研究において取得したデータから分かったことを以下にまとめる。

- MWC 560 のアウトバースト直後に高分散分光観測を行い、その特徴や時間変動を捉えたのは本研究が初めてである。
- 2018 年 11 月の増光時に、高速の吸収成分が消えたことが報告されたが、高分散分光観測をおこなったことで、低速の吸収成分が残っていること、その速度が時間とともに減少することを検出した。
- 増光時に、Wing 成分と呼ぶ高速の輝線成分を検出し、時間変動がみられる一過性の現象であることを発見した。
- 輝線に、ダブルピークを初めて検出した。

6. 考察

MWC 560 は、2018 年の予測されなかった増光から 2021 年 5 月にかけての不規則な再増光を経て、いまだ増光を続けている。H α のスペクトルを見ると、輝線と吸収線の形状の変化が見られた。本章では、このスペクトルの変化が何を示唆しているのかを共生星のプロトタイプである Z And の観測結果を参考にして考察する。

6.1 Z And との比較

Z And は、多くの共生星のプロトタイプであり、MWC 560 も Z And 型であると考えられている。そこで MWC 560 のアウトバースト時のスペクトルの変化を Z And と比較するため、Z And の活動期についてレビューする。

6.1.1 Z And のアウトバースト期の先行研究 (Tomov et al. 2010)

Tomov et al. (2010) は、MWC 560 のプロトタイプである Z And の 2000 年から 2010 年の 6 回のアウトバーストのうち 1 回目と 2 回目と 4 回目のスペクトルを取得した。取得したデータとガスの流れの構造のモデルを比較することにより、複数のアウトバーストの特性を提案した。図 6.1 は Z And の 2000 年から 2022 年までの光度曲線である。矢印はスペクトルが取得されたアウトバーストを示す。

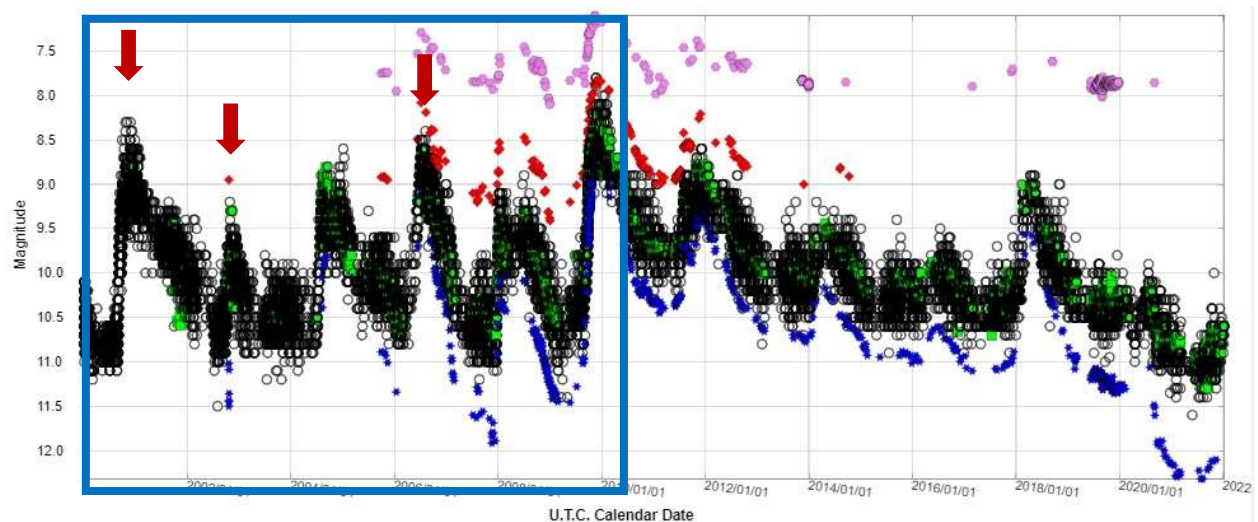


図 6.1 Z And の 2000 年から 2022 年の光度曲線(AAVSO)

Tomov et al. (2010) は、最初の 2000 年のアウトバーストは、連星の系内に幾何学的に薄く、光学的に厚い降着円盤で起こったことを想定している (図 6.2)。古典的共生星を説明する最も可能性の高いメカニズムは、白色矮星表面での熱核水素燃焼である。白色矮星表面での水素燃焼は、質量降着率に基本的に依存していると考えられる。水素の定常燃焼は、質量降着の狭い範囲で可能であることが知られており (例えば Fujimoto 1982)、この範囲の下限は Iben (1982) などにより、

$$\dot{M}_{steady,min} = 1.3 \times 10^{-7} \left(\frac{M_{WD}}{M_{\odot}} \right)^{3.57} M_{\odot} yr^{-1}$$

範囲の上限は、

$$\dot{M}_{steady,max} = 6 \times 10^{-7} \left(\frac{M_{WD}}{M_{\odot}} - 0.522 \right) M_{\odot} yr^{-1}$$

で与えられる。Z And の場合、 $M = 0.6M_{\odot}$ を代入して、

$$2.1 \times 10^{-8} M_{\odot} yr^{-1} \leq \dot{M}_{accr} \leq 4.7 \times 10^{-8} M_{\odot} yr^{-1}$$

の範囲で定常燃焼が可能であると考えた。しかし、2000年のZ Andのアウトバーストを説明するには、 $10^{-5} M_{\odot}/yr$ 以上必要であると試算されていたため(Sokolski et al. 2006)、2000年のアウトバーストを定常的な水素燃焼では説明できなかった。そのため降着円盤の内縁部の破壊による降着率の上昇で水素燃焼が加速するアウトバーストの機構を考えた(Tomov et al. 2010, Bisikalo et al. 2006)。この場合、必要な降着率は $\sim 10^{-7} M_{\odot}$ である(Sokolski et al. 2006)。

アウトバースト中に白色矮星からの高速風が吹き、軌道面付近では円盤との相互作用で減速され、それ以外の方向に進むアウトフローは高速に伝搬していく。アウトフローと降着円盤の相互作用によって、円盤に近い領域では衝突電離の領域が生まれ、密度が高くなり、擬似光球のようなものが形成されると考えた。

その後続く活動期には、白色矮星からのアウトフローが降着円盤の一部をはぎとり、それを外層に移動させる。一方でアウトフローが止むと再び降着が始まる。このとき、初期角運動量があるため、降着円盤よりも軌道面からの高さが大きい円盤状のシェルが形成される。また遠心力による障壁があるため、自転軸周りに物質のないコリメートされた円錐状の構造が形成されると提案した(図 6.3)。

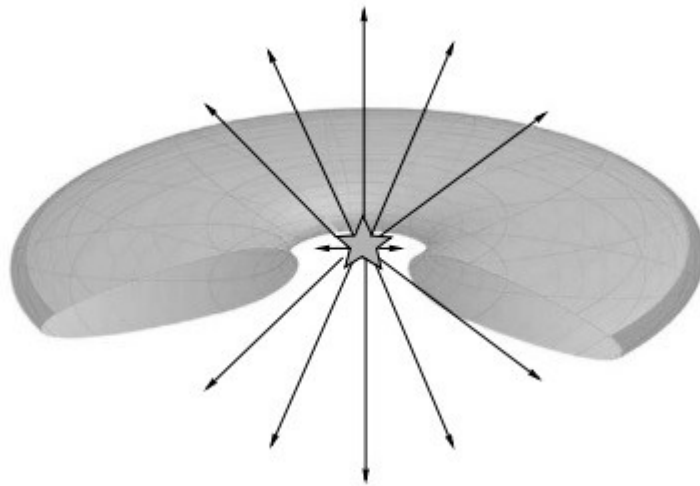


図 6.2 Tomov et al (2010)による白色矮星からのアウトフローの流れのモデル

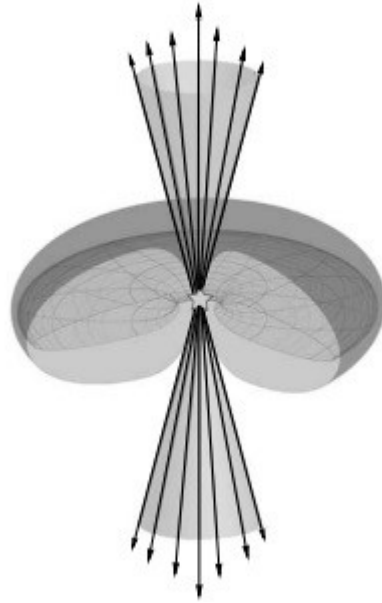


図 6.3 Tomov et al. (2010)による広がったシェルと円錐状の構造のモデル図

Tomov らの 2000 年 11 月のアウトバースト時の観測において、He I ($\lambda 4471$, $\lambda 4713$)が P Cygni プロファイルを示し、約 60 km/s のアウトフロー速度を検出した。また Skopal et al. (2006)でも He I ($\lambda 5876$)、[O III] ($\lambda 5007$)に 50 km/s~300 km/s のアウトフローの速度を検出している。Tomov らはその P Cygni プロファイルが見られるスペクトル線の吸収線は、アウトバーストによって白色矮星からの風と降着円盤の相互作用でつくられたシェル（疑似的な光球）による吸収を示しており、モデルを支持するものであるとしている。

また、 $H\gamma$ 線のスペクトルは静穏期から活動期に移るタイミングで、2つの輝線成分を持っていた（図 6.4）。静穏期である 1990 年 1 月 7 日のスペクトル（図 6.4 左）はプロファイルに「ショルダー状のスペクトル」を形成しており、2000 年 11 月 17 日のスペクトル（図 6.4 右：ドットダッシュ）には、輝線の短波長側に吸収が形成されていた。そして 2000 年 12 月 5 日のスペクトル（図 6.4 右：実線）には幅の広い wing 成分が形成されていることが分かった。この変化を 2000 年 11 月 17 日のスペクトルはアウトバーストによるアウトフローと降着円盤の相互作用後に形成されたもので、

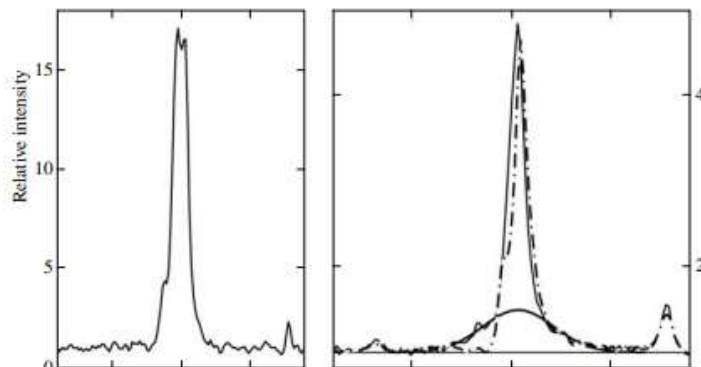


図 6.4 $H\gamma$ 線の 1990 年(左)から 2000 年(右)の変化(Tomov et al. 2010)

2000年12月5日のスペクトルは白色矮星からの光学的に薄い高速風によって放射されたものであることを提案している。

2回目のアウトバーストである、2002年11月にはアウトフローが観測されなかった。この原因をTomovらは白色矮星からの質量放出率が十分でなく、最初のアウトバーストで作られたシェルに届かなかったと考えた。またこの時期に水素のバルマー線にダブルピークを観測し、これは降着円盤からの放射と提案した。

2006年7月の4回目のアウトバーストは、Tomovらが分光観測をしたものの中で最も明るくなったアウトバーストである。またH α 線に幅の広いwing成分が見られた。そのwing成分は少なくとも ± 2000 km/sの速度幅を持つ。Skopal et al. (2006)はこのwingを白色矮星からの高速星風によって形成されたと結論付けた。

6.1.2 MWC 560 のアウトバースト時のスペクトルの解釈について

MWC 560 のスペクトル線には、恒常的に P Cygni プロファイルが観測される。しかし、2018年の予想外な増光時に低分散分光観測で確認できなくなるほどアウトフローの速度は低速になった。MWC 560 は常に高速なアウトフローの示す天体であると考えられていたため、2018年のスペクトルのプロファイルの変化に注目をした。

中性水素原子の強い輝線（メインの輝線）は、比較的光学的に薄い高温のガス領域から発せられていると考えられる。MWC560に見られる水素のバルマー線の輝線は、2018年12月25日、2019年12月9日、2020年9月14日、2020年12月1日にダブルピークを検出した(図6.5：破線が検出した観測日にあたる)。先行研究ではTomov et al. 2010がZ Andの2002年11月のアウトバーストを起こした時、水素のバルマー線にダブルピークを観測し、これを降着円盤からの放射と提案している。

降着円盤でガスがケプラー回転していて、光学的に薄いと仮定すると、観測される輝線は青側（観測者に対して近づく側）と赤側（観測者から遠ざかる側）でそれぞれピークが存在し、視線速度0の付近は面積が小さいため、結果としてダブルピークの形状となることが知られている。ダブルピーク

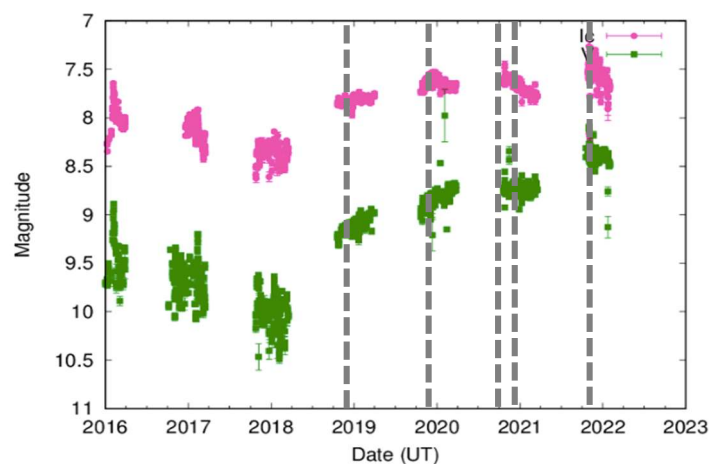


図 6.5 光度曲線上のダブルピークを検出した観測日(KWS)

のピーク間の速度差 (Δv_{obs}) は約 20 km/s ~ 約 30 km/s であった。Inclination が $i=16^\circ$ (Schmid et al. 2001) で観測した時の視線速度は、

$$\frac{\Delta v_{obs}}{2} = v \sin i$$

より

$$v = \frac{\Delta v_{obs}}{2 \sin i}$$

となり、約 35~55 km/s であることが推定される。ケプラー円盤であると仮定すると、ダブルピークが見られた MWC560 の輝線の放射領域は、約 1 au であると考えられる。Zamanov et al. (2020) では、MWC560 のちらつきの源の温度と円盤の半径方向の温度プロファイルから、ちらつきの源が白色矮星から $R \approx 0.009 \text{ au}$ であると推定しており、それに対してダブルピークが見られた場所は降着円盤外縁に対応すると考えられる。以上より Z And の類推から、MWC560 の降着円盤は表面に薄い高温の層が出来ており、観測された水素のバルマー線の強い輝線は、降着円盤からの放射であると考えられる。

一般に輝線のスペクトルにて裾の成分が見られるとき、その部分を wing 成分という。Z And の類推から MWC560 では水素のバルマー線に先に記したメインの強い輝線と、P Cygni プロファイルを伴う幅の広い wing 成分と分けて理解をすることができる。P Cygni プロファイルは中心星から星風があるとき、青側の吸収と再放射によって形成されるプロファイルである。この P Cygni プロファイルがみられることから、MWC560 でみられた幅の広い wing 成分は中心星付近からのアウトフローによって形成されたと考える。

また輝線ピークと吸収線の波長差から求めたアウトフローの速度は 1 日あたり 0.25 km/s 減速していく結果が得られた。この減速が白色矮星からの重力によると仮定して、吸収線をつくる領域の白色矮星からの距離を推定する。白色矮星の質量を $0.9 M_\odot$ とし、

$$a = \frac{GM}{R^2}$$

より

$$R = \sqrt{\frac{GM}{a}} = 1.4 \text{ au} \left(\frac{0.25 \text{ km/s}}{a} \right)^{1/2} \left(\frac{M}{0.9 M_\odot} \right)^{1/2}$$

となり、吸収線をつくる領域は約 1.4 au であることが推定される。

Z And の 2000 年のアウトバーストと、MWC560 の 2018 年のアウトバーストには共通点が多い。高速なジェットが存在はなく、水素のバルマー線に低速のアウトフローと、ショルダー形状を示したのち、幅の広い wing が出現することである。Tomov et al. (2010) の先行研究では、最初のアウトバースト時にみられた P Cygni プロファイルは、風が降着円盤に衝突した際に減速した結果であると解釈しており、この解釈であればシーズン 1 からシーズン 2 の期間 (2019 年 2 月まで) は、高速の風が白色矮星から放射されていたと考えることが出来る。

6.1.1 でまとめた Tomov らの水素の定常燃焼モデルの計算では、MWC560 の白色矮星の質量は

$M = 0.9M_{\odot}$ であるため、Tomov et al. (2010)らと同様に水素の定常燃焼モデルで質量降着率を見積もると、

$$8.9 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{yr}^{-1} \leq \dot{M}_{accr} \leq 2.2 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$$

となった。これは Z And の値とほぼ一緒となる。Zamanov et al. (2020)によりちらつきの消失が報告されたことも考慮すると、降着円盤内縁部を破壊したアウトバーストにより質量降着率があがったことも考えられるが、考察の域をでない。

また幅の広い輝線 wing が消えたことについては、アウトフローの放出が一時的であり、そのアウトフローが止まった、または先におこったアウトバースト時に放射された高速風が円盤との相互作用によりシェルを形成し、シェルの密度が高くなり光学的に厚い領域が形成されたため、高速風が進めなくなったということも考えられる。

シーズン 1 で示された弱い吸収成分は、シーズン 2、3 で見られた深い吸収成分や、幅の広い吸収成分とは異なることが考えられる。2018 年のアウトバースト時に放出されたガスが徐々に冷却され、シーズン 2、3 で新たな吸収成分となったかもしれない。しかし 6.1.2 で求めた吸収線の形成の場所から、白色矮星の重力によってシェルの膨張が遅くなっていると考えるほうが自然であるかもしれない。

6.1.3 Z And と MWC 560 の活動期にみられたスペクトルの比較

MWC560 と Z And のアウトバースト時のスペクトルの特徴について、表 6.1 でまとめる。Z And の活動期ではアウトバーストを繰り返すほどアウトフローの速度が速くなっていた。Z And の 2000 年の最初のアウトバーストで見られたスペクトルが MWC 560 の 2018 年のアウトバーストで見られたスペクトルが似ている。本研究は共生星のアウトバースト期のスペクトルで共通して起こるであろう現象を観測した 2 例目となった。

共生星のアウトバーストの初期には、白色矮星からの高速な風により、降着円盤とアウトフローの相互作用で白色矮星周りにシェル構造ができ、P Cygni プロファイルが形成され、その後のアウトバーストで幅の広い輝線 Wing を形成し、その後のアウトバーストで複数のシェルが形成されていくことが考えられる。

また Z And の先行研究では、活動期の初期とその後の活動は異なる現象を捉えており、共生星の活動期の初期の現象は共通して起こるが、その後の活動の分類を行うことで、ジェットを駆動する原因を解く道筋をつくることのできる可能性があり、今後さらなる研究が必要となる。

表 6.1 MWC560 と Z And のアウトバースト期の比較

	発生年	アウトフローの速度 (km/s)	ジェット	ショルダー形状	P Cygni プロファイル	2成分の輝線
MWC 560	1990	-6000	○ (Tomov 1990)	×	○ (Tomov 1990)	? (Iijima 2001)
	2016	-3000 → -1700	?	×	○ (Lucy et al. 2020)	×
	2018-2019	-1000 → -200	×	○	○	○
	2019-2020	-230 → -200	×	×	○	×
	2020-2021	-150 → -100	×	×	○	×
Z And Tomov et al. (2010)	2000	~-100	×	○	○	○
	2002	×	×	×	×	○
	2006	-1500 → -400	○	×	○	○

6.2 2018年の予想外の増光の要因

本研究のアウトフローの速度の結果から、2018年の増光時では、2016年の増光時の質量放出によってつくられたシェル膨張とは、別の放出成分を見ていることが考えられる。水素のバルマー線のスペクトルの変化、吸収線の速度変化、その他のスペクトルのあらわれ方から、2018年のイレギュラーな増光は、白色矮星表面から質量放出が起これ、その際形成されたシェルの膨張を見ていることが考えられる。

しかしながらなぜ2018年に突発的な質量放出が起こったのかが疑問となる。また2018年以降天体の明るさはさらに明るくなっている。連星の軌道が楕円軌道である場合、連星が近づくタイミングで質量移送率が増加することが知られている。そのためMWC 560の連星のパラメータと連星の議論されている軌道周期からアウトバーストの要因が連星の軌道周期によるものであるかを考察する。

初めに、この天体の連星の軌道周期は1860日と331日で議論されている(Munari 2016)。そこで331日の周期が赤色巨星の脈動周期であることを想定し、Gaia DR3による年周視差から求めた距離と、見かけの等級から、Kバンドでの絶対等級 M_K を求めた。Gaia DR3による年周視差は、 0.424 ± 0.035 masである。これより天体までの距離は $d=2360$ pcと計算できる。2MASSデータより、 $K=5.07$ を以下の式

$$M_K = K + 5 - 5\log_{10}d - A_K$$

に代入すると、

$$M_K = -6.79 - A_K$$

となる。MWC560は $l=223.7599$ 、 $b=+4.0463$ なので銀河面に位置する。このことから星間減光の影響は無視できないため、星間減光 A_K を求める必要がある。

Feast(2004)によるO-Miraの光度周期関係の式

$$M_K = -3.47(\pm 0.19)\log_{10}P + \beta$$

に想定した脈動周期 $P=331$ 日とミラ型光度周期関係のゼロ点 $\beta=1$ (平均値)を代入すると

$$M_K = -7.2 \sim -8.2$$

となり、 $A_K = -0.5 \sim -1.5$ であれば一致する。

ここで図 6.6 と図 6.7 は Zamanov et al.(2020)、Schmid (2001)の求めた天体のパラメータと、Gaia DR3 による年周視差から求めた距離から作成した連星のイメージ図である。331 日の周期を脈動周期と考えても矛盾しないため、軌道周期が 1860 日の場合についてイメージ図作成を行う。軌道長半径 $a=4.0$ au、離心率 $e=0.68\sim 0.82$ (Zamanov et al. 2009)、白色矮星の質量を $M_{wd} = 0.65M_{\odot}$ 、赤色巨星の質量を $M_{RG} = 1.7M_{\odot}$ (Mikolajewska 2003)、楕円軌道の法則から、遠星点 $a(1+e)$ 、近星点 $a(1-e)$ を求めると、

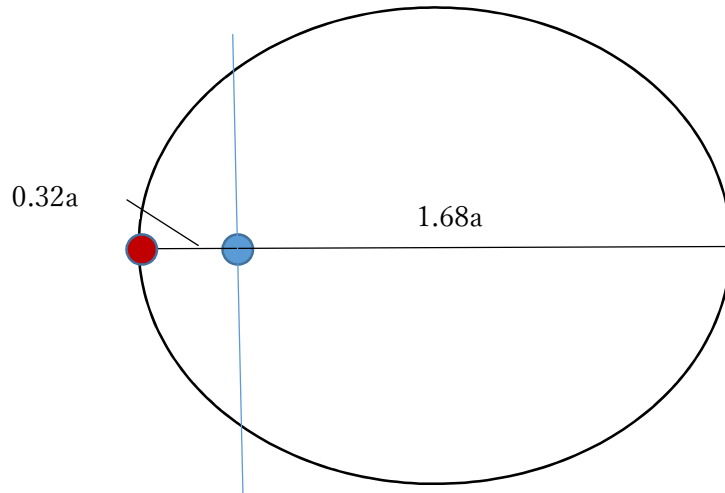


図 6.6 MWC560 の連星イメージ

またロッシュローブと質量移送増加の関係を求めるため、 R_{L1} を求めた。

$$R_{L1} = a(0.500 - 0.227)\log P$$

これにより、白色矮星から $L1$ 点までは、 $R_{L1} = 0.4a$ となる。よって近星点では、赤色巨星のロッシュローブは満たされる。つまり近星点では、伴星からの質量移送率があがるはずである。

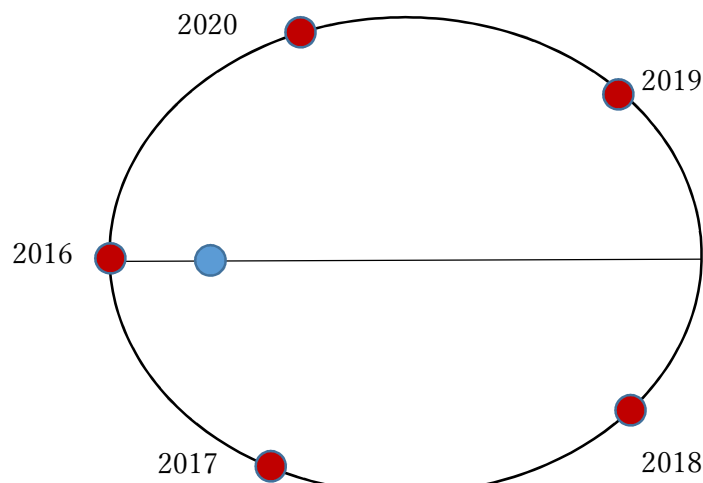


図 6.7 1860 日の連星の位置イメージ

2016年の増光時が仮に近星点であった場合、1860日の周期が軌道周期だと、2018年は近星点から遠いところにいることになる可能性があり、巨星が白色矮星に近づいたときに質量降着率が上がってアウトバーストをおこすシナリオとは合わない。MWC 560の光度曲線で示される増光のタイミングと連星の軌道周期には必ずしも相関関係があるわけではないため、今後M型星のスペクトルから視線速度の測定を行い軌道周期の特定を行う必要がある。

7 結論

共生星でジェットとフリッカリングという現象を2つも示す稀な天体である共生星 MWC 560 の長期間の分光観測を行った。2018年に予想外の増光を起こし、静穏状態にもどらず緩やかに増光傾向にある。本研究では増光直後の高分散分光観測、そしてその後の長期の集中的な観測により、増光中のスペクトルに Wing 成分と呼ぶ高速の輝線成分を検出し、時間変動がみられる一過性の現象であることを発見した。また2018年11月の増光時に、高速の吸収成分が消えたことが報告されたが、高分散分光観測をおこなったことで、低速の吸収成分が残っていること、その速度が時間とともに減少することを検出した。共生星のアウトバーストは長期にわたることから、アウトバースト前後データは貴重であり、長期のモニタリング観測による共生星の活動にかかわる重要なデータを取得した。

この結果から、2018年のアウトバースト時（シーズン1からシーズン2）にかけて間欠的なアウトフローを観測したことを提案できる。さらに、共生星で観測されるフリッカリングの多くは降着円盤の内縁部のちらつきと考えられており、2018年のアウトバースト開始時からフリッカリングが観測されていないことは、白色矮星からのアウトフローが衝突し、円盤内縁部を破壊または白色矮星の重力によって止められた光学的に厚いシェルにより隠されていることが提案できる。

本研究において、共生星のアウトバーストの初期には、白色矮星付近からのアウトフローで、降着円盤とアウトフローの相互作用により、白色矮星周りにシェル構造ができ、P Cygni プロファイルが形成され、その後のアウトバーストで幅の広い輝線 wing を形成し、さらにその後のアウトバーストによって複数のシェルが形成されていくことを提案する。また未解決問題であるなぜ予想外の増光がおこったか、連星の軌道周期の特定には至らなかったため、今後さらなる検討を行う。

MWC 560 は近年の活動期において、質量降着率が大きいと推定され、大きな質量放出がない状態、もしくは隠されている状態であると考えられるため今後も注目すべき天体であり、共生星の個別のシナリオ作りは、Ia型超新星の親星候補の天体としても重要であると考えられる。

謝辞

本研究を遂行する上でご指導、ご鞭撻をいただいた方々に感謝の意を表します。

岡山理科大学教授 福田尚也先生には、入学してから博士課程に至る9年間、終始一貫して暖かいご指導とご鞭撻を頂きました。不安の多い大学生活でしたが、多くのアドバイスとサポートをいただけたことで、天文学を楽しみながら研究を続けることが出来ました。心より感謝申し上げます。

本論文をまとめるにあたり、終始多大なご指導を頂いた岡山理科大学 生物地球学部 准教授 本田充彦先生に心より感謝申し上げます。

学位論文審査において、貴重なご指導とご助言を頂いた京都大学理学研究科 准教授 野上大作先生、岡山理科大学生物地球学部 教授 亀崎直樹先生、同 教授 大橋唯太先生、岡山理科大学理学部 准教授 渡邊誠先生に心より感謝申し上げます。

本研究において、貴重なご指導と多大なるお力添えを頂いた国立天文台ハワイ観測所岡山分室 准教授 泉浦秀行先生、同 助教 前原裕之先生、東京工業大学 理学院 教授 佐藤文衛先生、HIDES-F 運用チームの皆様にご心より感謝申し上げます。

本研究において貴重な観測データを提供いただきました、船穂天文台の赤澤秀彦先生に心より感謝申し上げます。

博士課程在学中、修士課程の田畑佳美さん、2020年卒業の山村春香さんの存在が、研究を進めていくうえで、大きな励みとなったことをここに記し、心より感謝申し上げます。

研究と仕事の両立を支援していただき、在学中に広く天文学に関わることを可能としていただきました、美星スペースガードセンターの皆さまに心より感謝申し上げます。

最後になりますが、これまで暖かく見守って下さいました皆様に改めて御礼申し上げますとともに、ときに眠い目を擦りながら遅くまで研究に付き添ってくれた息子、いつも応援し、心の支えになってくれた父、母、温かく見守ってくれた夫に心から感謝します。本当にありがとうございました。

Reference

- Akras, S., et al. 2019, ApJS, 240, 21
- Allen, D.A. 1979, IAU-Coll, 46, pp.125-147
- Allen, D.A. 1982, ASSL, 95, 27
- Belczynski, K., et al. 2000, A&A, 146, pp.407-435
- Bianchini, A. & Middleditch, J. 1976, IBVS, 1151, 1
- Bisikalo, A.A, et al. 2006, Astron Rep, 50, 722
- Boyarchuk, A. A. 1969, Cokon, 65, 395
- Boyarchuk, A. A. 1975, IAU, 67, 377
- Bond, H. E., et al. 1984, BAAS, 16, 516
- Brocksopp, C., et al. 2004, MNRAS, 347, 430
- Dilday, B., et al. 2012, SCIENCE, 337
- Dobrzycka, D., et al. 1996, ApJ, 111, 414
- Doroshenko, V. T. et al. 1993, IBVS, 3824
- Feast, M. 2004, ASPC, 310, 304
- Fujimoto, M. Y. 1982, ApJ, 257, 767
- Gauzit, J. 1955, AnAp, 18, 354
- Goranskij, A. V. Zarova. et al. 2018, Atel 12227
- Gromadzki, M. et al. 2006, AcA, 56, 97
- Gromadzki, M. et al. 2007, A&A, 463, 703-706
- Iben, Jr. I. 1982, ApJ, 259, 244
- Iijima, T. 2001, ASPC, 242, 187
- Iijima, T. 2002, A&A, 391, 617-623
- Izumiura, H. 1999, PYunO, Suppl, pp.77-81
- Kambe, E., et al. 2013, PASJ, 65, 15
- Kenyon, S. J. & Truran, J. W. 1983, ApJ, 273, 280
- Kenyon, S. J. 1986, "The symbiotic stars", Cambridge
- Korreck, K. N., et al. 2007, AIPC, 924, 903
- Kurochkin, N. E. 1993, A&AT, 3, 295
- Lucy, A. B. et al. 2020, MNRAS, 492, 3107
- Luna, G. J. M., et al. 2013, A&A, 559,
- Luthardt, R. 1991, IBVS, 3563,
- Luthardt, R. 1992, RvMA, 5, 38
- Masetti, N., et al. 2007, A&A, 470, 331
- Merrill, P. W. 1958, LIACo, 8, 436
- Merrill, P. W. & Burwell, C. G. 1933, ApJ, 78, 87-140
- Merrill, P. W. & Burwell, C. G. 1943, ApJ, 98, 153-184
- Merrill, P. W. & Humason, M. L. 1932, PASP, 44, 56
- Mikolajewska, J. et al. 2002, ASPC, 261, 645
- Mikolajewska, J. 2003, ASPC, 303, 9
- Mikolajewska, J. 2011, arXiv1011, 5657v2
- Mumford, G. S. 1966, ApJ, 146, 411
- Munari, U. et al. 2016, New Astronomy, Vol49, pp.43-49
- Munari, U. 2019, arXiv, 190901389
- Muerset, U., et al. 1997, A&A, 319, 201
- Murset, U. & Schmid, H. M. 1999, A&AS, 137, 473
- Nussbaumer, H. 1982, IAU-Coll, 70, 85
- Orio, M., et al. 2007, ApJ, 661, 1105
- Plaskett, J. S. 1928, PSAOV, 4, 103
- Pogson, N. 1857, MNRAS, 17, 200
- Schmid, H. M. 1989, A&A, 211, L31-L34
- Schmid, H. M., et al. 2001, A&A, 377, 206-240
- Schmid, H. M., et al. 2017, A&A, 602, 53
- Skopal, T. P., et al. 2000, IBVS, 5005
- Skopal, T. P., et al. 2006, A&A, 453, pp.279-293
- Skopal, T. P., et al. 2009, ApJ, 690, pp.1222-1235
- Skopal, T. P., et al. 2013, A&A, 551, 10
- Sokoloski, J. L. et al. 2003, ASP Cond. Ser, 303, 202
- Sokoloski, J. L. et al. 2001, MNRAS, 326, pp.553-577
- Sokoloski, J. L. et al. 2006, ApJ, 636, 1002
- Stoyanov, K. A., et al. 2018, Blg AJ, 28,42
- Swings, P. & Struve, O. 1941, ApJ, 93, 356
- Tomov, T., et al. 1990, Nature, 346, pp.637-638
- Tomov, T., et al. 1990, IBVS, 3466, 1
- Tomov, T., et al. 1992, MNRAS, 258, 23
- Tomov, T., et al. 1996, A&AS, 116, 1
- Tomov, T., et al. 2000, A&A, 354, pp.25-28
- Tomov, T., et al. 2006, A&AS, 116, 1
- Tomov, T., & Kolev, D. 1997, A&AS, 122, 43
- Tomov, T., et al. 2007, MNRAS, 376, pp.16-19
- Tomov, T., et al. 2008, MNRAS, 389, pp.829-838
- Tomov, T., et al. 2010, ARep, 54, pp.628-644
- Tomov, T., et al. 2010a, ARep, 54, 528

Tomov, T., et al. 2016, MNRAS, 762, 4435
Tomov, T., et al. 2017, Acta Astron., 67, 225
Wallerstein, G. 1981, Obs, 101, 172
Whitelock, P. A. 1987, ASPC, 99, 573
Whitelock, P. A. 2003, ASPC, 303, 41
Woolf, N. J. 1969, ApJ, 157, 37
Worters, H. L., et al. 2007, MNRAS, 379, 1557
Zamanov, R. K., et al. 2009, AN, 331, 282
Zamanov, R. K., et al. 2011a, BlgAJ, 16, 3Z
Zamanov, R. K., et al. 2011b, IBVS, 5995, 1
Zamanov, R. K., et al. 2016, MNRAS, 457, pp.10-13
Zamanov, R. K., et al. 2017, AN, 338, 680-685
Zamanov, R. K., et al. 2019, Atel 13236
Zamanov, R. K., et al. 2020, An, 341, 430
Zamanov, R. K., et al. 2021, Atel 14988

付録 A

A1 観測ログ (低分散分光観測)

UT	JD	Expousure Time	Ovserver's location	UT	JD	Expousure Time	Ovserver's location
2016/3/26	2457473.50	180	Funao	2018/1/1	2458119.50	120	Funao
2016/3/30	2457477.50	180	Funao	2018/1/3	2458121.50	120	Funao
2016/4/8	2457486.50	180	Funao	2018/1/4	2458122.50	120	Funao
2016/4/11	2457489.50	180	Funao	2018/1/6	2458124.50	120	Funao
2016/4/14	2457492.50	180	Funao	2018/1/10	2458128.50	120	Funao
2016/4/17	2457495.50	180	Funao	2018/1/11	2458129.50	120	Funao
2016/4/19	2457497.50	180	Funao	2018/1/12	2458130.50	120	Funao
2016/4/30	2457508.50	180	Funao	2018/1/13	2458131.50	120	Funao
2016/5/12	2457520.50	180	Funao	2018/1/15	2458133.50	120	Funao
2016/10/10	2457671.50	180	Funao	2018/1/17	2458135.50	120	Funao
2016/10/24	2457685.50	180	Funao	2018/1/19	2458137.50	20・60	ous
2016/10/26	2457687.50	180	Funao	2018/1/24	2458142.50	120	Funao
2016/11/2	2457694.50	20	ous	2018/1/26	2458144.50	120	Funao
2016/11/9	2457701.50	20	ous	2018/1/29	2458147.50	120	Funao
2016/11/24	2457716.50	20	ous	2018/1/30	2458148.50	120	Funao
2016/11/29	2457721.50	20	ous	2018/1/30	2458148.50	20・60	ous
2016/12/6	2457728.50	20	ous	2018/2/1	2458150.50	120	Funao
2016/12/8	2457730.50	20	ous	2018/2/3	2458152.50	120	Funao
2016/12/16	2457738.50	20	ous	2018/2/4	2458153.50	120	Funao
2016/12/30	2457752.50	20	ous	2018/2/5	2458154.50	120	Funao
2017/1/1	2457754.50	20・60	ous	2018/2/6	2458155.50	120	Funao
2017/1/6	2457759.50	60	ous	2018/2/7	2458156.50	120	Funao
2017/3/10	2457822.50	60	ous	2018/2/8	2458157.50	120	Funao
2017/3/22	2457834.50	60	ous	2018/2/12	2458161.50	120	Funao
2017/4/14	2457857.50	60	ous	2018/2/13	2458162.50	120	Funao
2017/11/25	2458082.50	120	Funao	2018/3/4	2458181.50	120	Funao
2017/11/27	2458084.50	120	Funao	2018/3/11	2458188.50	120	Funao
2017/11/30	2458087.50	120	Funao	2018/4/8	2458216.50	120	Funao
2017/12/1	2458088.50	120	Funao	2018/11/14	2458436.50	20	ous
2017/12/2	2458089.50	120	Funao	2019/1/8	2458491.50	20	ous
2017/12/3	2458090.50	120	Funao	2019/1/22	2458505.50	20	ous
2017/12/5	2458092.50	120	Funao	2019/3/8	2458550.50	20	ous
2017/12/11	2458098.50	120	Funao	2019/3/31	2458573.50	20	ous
2017/12/12	2458099.50	120	Funao	2019/4/1	2458574.50	20	ous
2017/12/13	2458100.50	120	Funao	2019/4/3	2458576.50	20	ous
2017/12/14	2458101.50	120	Funao	2019/11/21	2458808.50	60	ous
2017/12/22	2458109.50	120	Funao	2020/1/21	2458869.50	60	ous
2017/12/25	2458112.50	120	Funao				
2017/12/26	2458113.50	120	Funao				
2017/12/31	2458118.50	120	Funao				

A1 観測ログ（高分散分光観測）

UT	JD	MJD	Expousure Time	Ovserver's location	UT	JD	MJD	Expousure Time	Ovserver's location
2018/12/25	2458477.50	58477	300	oao	2021/4/1	2459305.50	59305	300	oao
2018/12/29	2458481.50	58481	300	oao	2021/4/2	2459306.50	59306	300	oao
2019/1/3	2458486.50	58486	300	oao	2021/4/19	2459323.50	59323	300	oao
2019/1/8	2458491.50	58491	300	oao	2021/4/20	2459324.50	59324	300	oao
2019/1/12	2458495.50	58495	300	oao	2021/4/21	2459325.50	59325	300	oao
2019/1/21	2458504.50	58504	300	oao	2021/4/22	2459326.50	59326	300	oao
2019/1/27	2458510.50	58510	300	oao	2021/4/25	2459329.50	59329	300	oao
2019/2/6	2458520.50	58520	300	oao	2021/4/26	2459330.50	59330	300	oao
2019/12/9	2458826.50	58826	300	oao	2021/5/1	2459335.50	59335	300	oao
2020/2/5	2458884.50	58884	300	oao	2021/6/7	2459372.50	59372	300	oao
2020/3/20	2458928.50	58928	300	oao	2021/10/2	2459489.50	59489	300	oao
2020/4/4	2458943.50	58943	300	oao	2021/10/8	2459495.50	59495	300	oao
2020/4/29	2458968.50	58968	300	oao	2021/10/9	2459496.50	59496	300	oao
2020/5/13	2458982.50	58982	300	oao	2021/10/10	2459497.50	59497	300	oao
2020/9/14	2459106.50	59106	300	oao	2021/11/10	2459528.50	59528	300	oao
2021/1/7	2459221.50	59221	300	oao	2021/11/12	2459530.50	59530	300	oao
2021/2/18	2459263.50	59263	300	oao	2021/11/14	2459532.50	59532	300	oao
2021/2/19	2459264.50	59264	300	oao	2021/11/18	2459536.50	59536	300	oao
2021/2/21	2459266.50	59266	300	oao	2021/11/22	2459540.50	59540	300	oao
2021/2/23	2459268.50	59268	300	oao					
2021/2/24	2459269.50	59269	300	oao					
2021/2/28	2459273.50	59273	300	oao					
2021/3/2	2459275.50	59275	300	oao					
2021/3/3	2459276.50	59276	300	oao					
2021/3/6	2459279.50	59279	300	oao					
2021/3/7	2459280.50	59280	300	oao					
2021/3/8	2459281.50	59281	300	oao					
2021/3/26	2459299.50	59299	300	oao					
2021/3/29	2459302.50	59302	300	oao					
2021/3/30	2459303.50	59303	300	oao					

A 2.1 美星天文台での観測結果

UT	JD	MJD	Exposure Time	Ovserver's location
2019/12/27 22:46	2458845.45	58845	60s	美星天文台
2019/12/27 22:52	2458845.45	58845	240s	
2019/12/27 23:00	2458845.46	58845	180s	
2019/12/27 23:05	2458845.46	58845	180s	
			180s	
2019/12/28 0:30	2458845.52	58845	180s	
			180s	
			180s	
2019/12/28 2:09	2458845.59	58845	180s	
			180s	
			180s	

UT	JD	MJD	Exposure Time	Ovserver's location
2020/12/12 23:32	2459196.48	59196	120	美星天文台
2020/12/12 23:38	2459196.49	59196	240	
2020/12/12 23:45	2459196.49	59196	240	
2020/12/12 23:49	2459196.49	59196	240	
2020/12/13 1:51	2459196.58	59196	240	
2020/12/13 1:57	2459196.58	59196	240	
2020/12/13 2:01	2459196.58	59196	240	
2020/12/13 2:06	2459196.59	59196	240	

付録 B

共生星からの X 線

白色矮星表面で燃焼した物質の量は、従来赤色巨星から継続的に降着した物質の量と等しいと考えられてきた(例えば、Kenyon 1986)。そのため、核燃焼が停止したり(降着量が少なすぎる)、エンベロープが赤色巨星サイズに拡大することもない(降着量が多すぎる)。しかし、燃焼している共生星の白色矮星は、エディントン限界に近い放射をしているため、白色矮星表面で燃焼したものを補充するために必要な降着量よりもかなり少なくなる可能性がある。したがって、核燃焼の条件が一時的にしか満たされないか、あるいは降着円盤が弱いアウトバーストの時に白色矮星に一時的な質量降着をする現象によってエディントン限界が回避されるのかいずれかである(Luna et al. 2013, Munari 2019)。

核燃焼している白色矮星は超軟 X 線を大量に放出しており、りゅう座矮小銀河の共生星 C1 などのように超軟 X 線源として実際にいくつかの共生星でも見つかっている。表 B.1 は Luna et al. (2013) によってまとめられた共生星の X 線スペクトル分類である。表の type とは放射要因を検討したもので、References は表下にまとめられた観測者である。X 線の放射要因は次の大きく α から δ までの 5 種類と複合型 β/δ に分類されており、それぞれの特徴は次のとおりである。

- α : ほとんどの光子が 0.4keV 以下のエネルギーを持つ超軟 X 線源。白色矮星の表面での準定常的な殻燃焼が原因と考えられている (Orio et al. 2007)。
- β : ROSAT で検出可能な最大エネルギーである 2.4keV 以下の軟 X 線を放出する天体。白色矮星からの風と赤色巨星からの風の衝突が原因と考えられている (Muerset et al.1997)。
- γ : 中性子星を持つ共生星で、共生 X 線連星(symbiotic X-ray binary)とも呼ばれる。この星の X 線スペクトルは高エネルギー ($E \geq 2.4\text{keV}$) に広がっており、光学的に厚い comptonized plasma によるものとモデル化できる (例えば、Masetti et al. 2007)
- δ : 2.4keV 以上の熱的放射が検出される、高吸収の硬 X 線源。降着円盤と白色矮星の境界層が原因と考えられている。
- β/δ : 軟 X 線と硬 X 線の 2 つの熱的成分を持つ白色矮星をもつ共生星。 β 型と δ 型の特徴を共有している。ソフトな発光は衝突風領域(Muerset et al. 1997)で、ハードな発光は降着円盤境界層で生成される可能性が高い(Luna et al. 2013)。

表 B.1 共生星の X 線スペクトル分布(Luna et al. 2013)

Object	Type	Reference
StHr 32	α	1, this work
SMC 3	α	2
Ln 358	α	2
AG Dra	α	2
Draco C-1	α	2
RR Tel	α	2
CD-43 14304	α	2
BI Cru ^d	β/δ	this work
SWIFT J171951.7-300206	β	this work
RX Pup	β	2, 3
Z And	β	2, 4
V1329 Cyg	β	5
Mira AB	β	6
EG And	β	2
HM Sge	β	2
V1016 Cyg	β	2
PU Vul	β	2
AG Peg	β	2
Hen 2-104	β	21
Hen 3-1341	β	22
NQ Gem	β/δ	this work
UV Aur	β/δ	this work
ZZ CMi	β/δ	this work
V347 Nor	β/δ	this work
R Aqr	β/δ	2, 7
CH Cyg	β/δ	2, 8
MWC 560	β/δ	20
ER Del	δ	this work
Hen 3-461	δ	this work
CD -283719	δ	this work
RT Cru	δ	9, 10
T CrB	δ	11
V648 Car	δ	12, 13
GX 1+4	γ	2
Hen 3-1591 ^b	γ	2
V934 Her	γ	14
4U 1954+31	γ	15
Sct X-1	γ	16
IGR J16194-2810	γ	17
IGR J16358-4726 ^c	γ	19
IGR J16393-4643	γ	18
CGCS 5926	γ	19

References. (1) Orio et al. (2007); (2) Muerstet et al. (1997); (3) Luna et al. (2006); (4) Sokoloski et al. (2006a); (5) Stute et al. (2011); (6) Sokoloski & Bildsten (2010); (7) Nichols et al. (2007); (8) Mukai et al. (2007); (9) Luna & Sokoloski (2007); (10) Kennea et al. (2009); (11) Luna et al. (2008); (12) Eze et al. (2010); (13) Smith et al. (2008); (14) Masetti et al. (2002); (15) Masetti et al. (2006); (16) Kaplan et al. (2007); (17) Masetti et al. (2007a); (18) Thompson et al. (2006); (19) Masetti et al. (2011); (20) Stute & Sahai (2009); (21) Montez et al. (2006); (22) Stute et al. (2013)

しかしほとんどの共生星は超軟 X 線源として検出されず、超軟 X 線が豊富な星周ガスによって局所的に吸収されている(Munari 2019)。燃烧している共生星における降着の衝撃が小さいことは、フリッカリングや磁気駆動降着のサインが広くみられないことで確認されている(Sokoloski 2003, Zamanov et al. 2017)。

付録 C

共生星の巨星

Allen 1982 は、共生星の光学的性質が S 型(Stellar-Type)と D 型(Dusty-Type)に分けられることに着目し、S 型共生星と D 型共生星と呼んだ。S 型共生星では高励起の禁制線のみが観測される傾向があり、D 型共生星はより広がった電離ガス外層を持ち、弱い電波輝線を示すとともに、禁制線が豊富に形成されることを報告した。その後、D 型にはミラ変光星があり (Whitelock 1987)、S 型には漸近巨星分岐 (Asymptotic Giant Branch : AGB) の伴星があることが分かった(Whitelock 2003)。既知の共生星の約 15%では、赤色巨星は平均的な M7III のスペクトル型のミラであり、通常のみラよりもかなり長い脈動周期をもっている(Whitelock 2003)。そのため共生星は孤立したミラに分類される。共生星のみラは暖かいダストを伴うことが多い (ダストが検出されない S タイプや冷えたダストを伴う D タイプとは対照的に D'タイプの共生星)。