連星系・変光星・低温度星研究会 2017

集録

2017年9月15-17日 於 なよろ市立天文台

連星系・変光星・低温度星研究会 2017

集録



2017年9月15-17日 於 なよろ市立天文台

はじめに

連星系・変光星・低温度星研究会 2017 をなよろ市立天文台(北海道名寄市)で開催でき、たくさんの方にご参加いただき、こうして集録を皆さまにお届けすることができることを嬉しく思います。

本研究会は 1995 年に神奈川県川崎市で開催された連星研究会を発端とし、その後、変光星や低温度 星という分野も含め、恒星分野を広くカバーする研究会へと発展してきた歴史があります。川崎での連 星研究会を第1回として数えると、今回で23回目の開催となりました。北海道では初めての開催です。 本研究会の特徴として、研究者のみならずアマチュア天文家も参加し、お互いに議論や交流をする中で、 数多くの研究成果が生まれています。今回会場となったなよろ市立天文台も本研究会の思想と同じくし、 様々な方々を繋ぎ、多くの市民が集う公開天文台として発展していくことを期待しているところです。

2017 年度の本研究会は 2017 年 9 月 15 日から 17 日までの 3 日間、なよろ市立天文台で開催されました。国内外から 33 名 (内、海外から 1 名) の参加があり、19 件の一般講演のほか、3 件の招待講演と 1 件の特別公開講演を企画しました。招待講演は、今後の運用が待たれる東京大学アタカマ天文台 (TAO) 6.5m 望遠鏡や京都大学 3.8m 望遠鏡、次期 X 線天文衛星の各望遠鏡で期待される成果を、それぞれ高橋英則さん (東京大学)、野上大作さん (京都大学)、石橋和紀さん (名古屋大学) に恒星分野を中心にお話ししていただきました。また特別公開講演では、新星・共生星の観測研究を長年牽引してこられた飯島孝さん (パドヴァ大学アジアゴ天文台)をお迎えして、40 年にわたるイタリア・アジアゴでの研究生活についてご紹介いただきました。公開講演は一般の方も含めて 42 名の聴講者があり、大変盛況となりました。アジアゴの街は自然豊かな観光地で、立派な天文台があり、チーズなどの特産物も美味しいと評判です。名寄とは緯度も近く、共通点も多いことから、名寄の市民にも存分に楽しんでいただけたと思います。

今回、はるばる名寄までお越しいただき、有意義な発表・議論を展開していただけた皆さまに深く感謝いたします。また、いろいろと裏方の仕事をこなしていただいた世話人の皆さまにもお礼申し上げます。なよろ市立天文台の職員の皆さん(村上台長はじめ、永吉さん、加藤さん)にも随分とお世話になりました。コーヒーブレイクで振る舞われたじゃがバター(北海道産)は活発な議論のカンフル剤となったことでしょう。開催のためにご協力していただいた皆さまにこの場を借りてお礼申し上げます。

来年度は岡山で開催される予定です。京都大学 3.8m 望遠鏡のお披露目企画も検討されているとのこ とで、今から楽しみです。それでは、また来年岡山でお会いしましょう。

i

連星系・変光星・低温度星研究会 2017 世話人代表 なよろ市立天文台 内藤博之

参加者名簿

Geoff Chaplin	BAA/AAVSO/RAS	佐野 康男	VSOLJ
阿部 葵	宇宙雑貨 乙女座銀河団	高橋 英則	東京大学天文学教育研究センター
安藤 和子	岡山理科大学	長木 舞子	広島大学
飯島 孝	アジアゴ天体物理観測所	内藤 博之	なよろ市立天文台
石橋 和紀	名古屋大学	中岡 竜也	広島大学
伊藤 芳春	聖和学園高等学校	中村 泰久	元福島大学
植村 誠	広島大学宇宙科学センター	永吉 竜馬	一番星天文台
大島 修	岡山理科大学	鳴沢 真也	兵庫県立大学
岡崎 敦男	北海学園大学	野上 大作	京都大学
小野里 宏樹	東北大学	藤本 正行	北海学園大学
勝田 豊	北海道大学	前原 裕之	国立天文台
加藤 裕子	なよろ市立天文台	村上 恭彦	なよろ市立天文台
川端 美穂	広島大学	矢田 猛士	島根県立三瓶自然館
河原 直貴	広島大学大学院理学研究科	山田 義弘	東京未来大学/なよろ市立天文台
清田 誠一郎	VSOLJ	和田 有希	東京大学
高妻 真次郎	中京大学	渡辺 文健	なよろ市立天文台
 鈴木 仁	VSOLJ		

(50音順、敬称略)

*【カッコ】の数字は各集録のページ番号です。

1日目(9月15日)

14:00	開場・受付開始			
15:00	15:00 開会挨拶			
セッショ	セッション1:<恒星>(座長:鳴沢真也)			
15:10	「大マゼラン雲の星団を用いたレッドクランプ星の 近赤外線等級の金属量・年齢依存性の調査」(20分) 小野里宏樹(東北大学)	【1】		
15:30	「G, K, M型主系列星におけるフレアと恒星黒点の関係」(20分) 前原裕之(国立天文台)	【5】		
15:50	「恒星の自転の進化」 (20分) 勝田豊(北海道大学)	[9]		
16:10	事務連絡・コーヒーブレイク(20分)			
セッショ	ン2:<観測1>(座長:勝田豊)			
16:30	「京都大学3.8m望遠鏡での観測計画」(40分) 野上大作(京都大学):招待講演	【13】		
17:10	「かなた望遠鏡で観測を行った特異なII型超新星」(20分) 中岡竜也(広島大学)	【19】		
17:30	「近傍のIIP型超新星SN2017eawの可視近赤外線偏光観測」(20分) 長木舞子(広島大学)	【23】		
17:50	諸連絡			
19:00	懇親会(会場:ホテル藤花1階「耀きの間」)			

2日目(9月16日)

セッション	/3:<観測2>(座長:植村誠)		
10:00	「miniTAOからTAO6.5m望遠鏡へ」(40分) 高橋英則(東京大学):招待講演	【27】	
10:40	「共生星V694 Mon(MWC560)の分光観測」(20分) 安藤和子(岡山理科大学)	【33】	
11:00	「共生星 CH Cygni の活動期に見られた高速ジェット その他の現象について」(20分) 飯島孝(アジアゴ天体物理観測所)	【37】	
11:20	事務連絡・コーヒーブレイク(20分)		
セッション	/4 :<連星系1>(座長:野上大作)		
11:40	「三瓶自然館での接触連星TX Cncの多色測光観測」(20分) 矢田猛士(島根県立三瓶自然館)	【41】	
12:00	「V339 Del(いるか座新星2013)の 食変光星検出の試み」(20分) 伊藤芳春(聖和学園高等学校)	【45】	
12:20	「食連星における質量移動の性質」(20分) 高妻真次郎(中京大学)	【49】	
12:40	2:40 昼休み(80分)		
(13:15) 望遠鏡見学(30分)			
特別公開講演会			
14:00	開会·名寄市長挨拶(10分)		
14:10	「イタリアでの研究40年 ~チーズとワインと天文学~」(50分) 飯島孝(アジアゴ天体物理観測所)		
15:00	集合写真・コーヒーブレイク(20分)		

セッション5:<連星系2>(座長:高妻真次郎)			
15:20	「食連星系IK Virの非動径振動について」(20分) 大島修(岡山理科大学)	【55】	
15:40	「短周期アルゴル型連星系の主極小時光度曲線の形状調査 ~BR Cygの主極小の謎~」(20分) 鳴沢真也(兵庫県立大学)	【59】	
16:00	「連星系におけるBe星ガス円盤の歳差運動」(20分) 岡崎敦男(北海学園大学)	【63】	
16:20	「初期黎明期における連星系形成史の探査」(20分) 藤本正行(北海学園大学)	【67】	
16:40	事務連絡・コーヒーブレイク(20分)		
セッション	✓6:<変光星・突発天体1>(座長:前原裕之)		
17:00	「変光星の周期解析方法のレビュー」(20分) 植村誠(広島大学)	【71】	
17:20	「Ca-richトランジェント iPTF15eqvの 可視近赤外データ解析」(20分) 河原直貴(広島大学)	【75】	
17:40	「新星の組成解析」(20分) 内藤博之(なよろ市立天文台)	【79】	
18:00	諸連絡		
19:00	ミニ懇親会(会場:なごみ庭)		

3日目(9月17日)

セッション7:<変光星・突発天体2>(座長:岡崎敦男)			
10:00	「Eta Carinae: 変光する大質量連星」(40分) 石橋和紀(名古屋大学):招待講演	【83】	
10:40	「X線による矮新星GK Perseiの増光期と静穏期の観測」(20分) 和田有希(東京大学)	[89]	
11:00	「突発天体の増光前データによる型の判別」(20分) 清田誠一郎(VSOLJ)	【93】	
クロージングセッション			
11:20	11:20 来年の打ち合わせなど		
11:50	1:50 閉会		
12:00	エクスカーション		

大マゼラン雲の星団を用いたレッドクランプ星の 近赤外線等級の金属量・年齢依存性の調査

小野里宏樹 (東北大学)

板由房(東北大学) 中田好一(東京大学) 西山正吾(宮城教育大学)

概要

レッドクランプ (red clump, RC) 星は Hertzsprung-Russell 図の中でコンパクトに分布す ることから有用な標準光源であると考えられている。RC 星をより良い標準光源とするために はその種族による絶対等級の違いを理解することが重要である。しかしながら、理論的に大き な年齢依存性が考えられている若い RC 星ではこれまで年齢依存性の観測的な検証が困難であ り、不十分な状態にあった。そこで我々は VISTA 4m 望遠鏡の大小マゼラン雲のサーベイで ある VMC survey の新しい深いデータに注目し、大マゼラン雲の若く RC 星を多数含む星団 を利用し、若い RC 星に対する絶対等級の種族依存性を調査した。その結果、J-、Ks-band では年齢や金属量の依存性がほとんど見られず、近赤外線での RC 星の標準光源としての優秀 さを確認することができた。

1 Introduction

レッドクランプ (red clump, RC) 星は Hertzsprung-Russell 図の中でコンパクトに分布する。 RC 星は Cannon (1970) によって中間年齢の天の川銀河の星団の中の色等級図中に初めて発見 された。この論文中で RC 星の標準光源としての有用性は指摘されていたものの、その後しば らくの間はそれほど注目を集めることはなかった。しかし、Paczyński & Stanek (1998) により Hipparocos 衛星の視差のデータを用いて RC 星の標準光源としての優秀さが調べられると一気に 注目を集め、銀河系の構造、大小マゼラン雲までの距離、星間減光などの調査に広く使われるよう になった。

RC 星をよりよい標準光源として用いるためには年齢や金属量依存性といった種族による絶 対等級の違いを理解する必要がある。理論的には Girardi & Salaris (2001) により *I*-band の、 Percival & Salaris (2003) では *V*-、*I*-、*K*-band の絶対等級への種族依存性が調べられ、波長が 長くなればなるほど金属量への依存性が小さくなり、近赤外線ではほとんど無くなると考えられて いる。一方、年齢依存性は金属量依存性ほど単純ではなく、2 Gyr よりも古い RC 星では年齢依存 性が小さく、波長が長くなるほど小さくなるが、2 Gyr よりも若い RC 星では波長によらず年齢 依存性が比較的大きいことが予想されている。金属量依存性については多数の観測的研究により 調べられており、特に近赤外線では依存性がほとんど無いことが確かめられている (Alves, 2000; Grocholski & Sarajedini, 2002, など)。しかしながら年齢依存性、特に若い RC 星に対する依存 性は天の川銀河に若く、RC 星を多数含む星団がほとんど存在しないために、観測的な検証はこれ までのところ不十分である。

そこで、我々は大マゼラン雲の星団に注目した。大マゼラン雲は天の川銀河と異なった年齢、金 属量を持つ星団が存在する。先述の通り若い RC 星に対しては理論的に絶対等級に対する比較的大 きな年齢依存性が予想されているため、若い RC 星に関する調査は重要であるが、大マゼラン雲に はその若い星団も多数存在する。これまでは大マゼラン雲の RC 星は暗く、1m 級の望遠鏡では近 赤外線での観測が困難であったが、口径 4m の VISTA 望遠鏡による大小マゼラン雲の新しく深い サーベイデータ(VMC survey)が公開されたために、大マゼラン雲の RC 星についても検証する ことが可能となった。

2 The Data

RC 星の絶対等級の種族依存性を調べる際、注意しなければならないのが年齢や金属量の系統誤 差である。年齢や金属量が異なる手法で決定されている場合、これらは系統誤差に悩まされること になる。そこで今回は系統誤差の問題を避けるために、年齢と金属量と同一な手法で測定されてい る Palma et al. (2016) によってまとめられた大マゼラン雲の星団のカタログに載っている星団を 用いることにした。

カタログに載っている星団からまずは周辺領域に比べ密度が2倍以上高く、フィールド星の影響 がなるべく少ない星団を RC 星の等級を調べるための星団として選びだした。星団の領域は楕円で フィットし、周辺領域と密度が等しくなる部分を星団の領域とした。こうして選ばれた星団の星そ れぞれに対して色等級図を描き、18.0 < K_s < 15.0 かつ 0.4 < J - Ks < 0.8 の範囲にある天体 を RC 星の等級の決定に用いる星として選びだした。等級や色指数で星を選択したのは主系列星や 前景星の影響を減らすためである。選びだした恒星は

$$N(\lambda) = a + bm_{\lambda} + cm_{\lambda}^{2} + d \exp\left[-\frac{(m_{\lambda}^{RC} - m_{\lambda})^{2}}{2\sigma_{\lambda}^{2}}\right],$$
(1)

という形の関数でフィッティングを行った。 λ は Y、J、 K_s -band を表し、最初の 3 項が赤色 巨星の分布、Gaussian の項が RC 星の分布を表す。Gaussian の m_{λ}^{RC} の項が求めたい平均の RC 星の等級であり、 σ_{λ} がその標準偏差である。フィッティングの際に RC 星の超過が有意に確認で きる星団を RC 星の等級を調べるための天体として用いた。

3 結果と議論

式 (1) から得られた RC 星の等級は図 1 と 2 にプロットされている。

Y-band の見かけの等級 m_Y は今回の年齢範囲では古い RC 星ほど明るいという傾向が得られた。これは Percival & Salaris (2003) で VJK-band で得られている結果 (彼らはこの年齢範囲に



図1 Y、J、K_s-band の年齢と等級の関係。金属量の違いはカラースケールで表されている。



図 2 Y、J、 K_s -band の金属量と等級の関係。年齢の違いはカラースケールで表されている。

3-4 点しかデータ点がないが)と同じ傾向であるが、我々の結果の方が年齢依存性は小さい。我々の結果ではこの年齢範囲で 0.2 等程度の違いが見られるが、彼らの結果では 0.4-0.5 等の違いが見られる。理論モデルでは 0.3-0.5 等の違いが予想されているが (Percival & Salaris, 2003; Girardi, 2016)、これも我々の結果よりも大きな値である。

一方、J-、K_s-band では年齢依存性がほとんど見られなかった。これは天の川銀河の星団に対し て行われた先行研究の結果と異なっている (Grocholski & Sarajedini, 2002; Percival & Salaris, 2003)。彼らの結果では 0.4 等以上の違いが見られており、理論モデルでもこの年齢範囲で 0.5 等 程度の違いが予想されている。Chen et al. (2017) による星震学的に求められた年齢を用いた最近 の研究では、分散が大きいものの、強い年齢依存性は見られず、我々の結果と同様のものとなって いる。

金属量依存性については、Y-band では弱い依存性が見られ、J-、Ks-band ではほとんど依存 性が見られなかった。これはこれまでの理論、観測双方の結果と一致するものである。Y-band の金属量依存性も理論モデルと予想されるものと一致している。

以上の結果から、恒星の種族の違いによる絶対等級への影響は特に *J*-、*Ks*-band においてこれ までに考えられているよりも小さいと思われる。これは RC 星が標準光源としてより有用なもの であることを意味する。

我々の結果の平均値は $m_Y = 17.842 \pm 0.022$ 、 $m_J = 17.433 \pm 0.017$ 、 $m_{K_s} = 16.888 \pm 0.012$ である。大マゼラン雲までの距離指数 18.493 ± 0.008 を考慮すると、RC 星の絶対等級は $M_Y = -0.651 \pm 0.022 \pm 0.008$ 、 $m_J = -1.060 \pm 0.017 \pm 0.008$ 、 $M_{K_s} = -1.605 \pm 0.012 \pm 0.008$ となる。 M_{K_s} の値は先行研究で得られている結果とよく一致している。一方、 M_J は (Chen et al., 2017, -1.016±0.063)とは一致しているものの、(Laney et al., 2012, -0.984±0.014)よりやや明るい。

参考文献

Alves, D. R. 2000, ApJ, 539, 732
Cannon, R. D. 1970, MNRAS, 150, 111
Chen, Y. Q., Casagrande, L., Zhao, G., et al. 2017, ApJ, 840, 77
Girardi, L. 2016, ARA&A, 54, 95
Girardi, L., & Salaris, M. 2001, MNRAS, 323, 109
Grocholski, A. J., & Sarajedini, A. 2002, AJ, 123, 1603
Laney, C. D., Joner, M. D., & Pietrzyński, G. 2012, MNRAS, 419, 1637
Paczyński, B., & Stanek, K. Z. 1998, ApJ, 494, L219
Palma, T., Gramajo, L. V., Clariá, J. J., et al. 2016, A&A, 586, A41
Percival, S. M., & Salaris, M. 2003, MNRAS, 343, 539

G, K, M型主系列星におけるフレアと恒星黒点の関係

前原裕之(国立天文台),野津湧太,野津翔太,行方宏介,幾田佳,石井貴子,野上大作,柴 田一成,山敷庸亮(京都大学),本田敏志(兵庫県立大学)

1 はじめに

近年の高精度の測光観測や視線速度測定により、晩期型主系列星のハビタブルゾーン 内に地球型惑星が発見されている(e.g., Udry et al. 2007)。しかし、特に M 型主系列星 は、一般に活発な磁気活動を示し、また、ハビタブルゾーンが恒星に近いため、フレ アによる X 線, UV などによる惑星大気の加熱、高エネルギーの陽子による大気組成の 変化等の影響を評価しなければ、本当に「ハビタブル」なのかどうかは分からない(e.g., Airapetian et al. 2016)。そのため中心星の activity に関する研究が重要となる。本研 究では星のフレア活動性は何で決まるのか等を評価するために、ケプラー宇宙望遠鏡 のデータを用いて G, K, M 型星のフレア活動性とそれらの星の持つ恒星黒点の関係に ついて調べた結果を報告する。

2 解析に用いたデータ

Huber et al. (2014)による星の温度および表面重力加速度のデータから、*T*eff<6300 K, log *g*>4.0 の 109,092 天体を G,K,M 型矮星として選択した。さらに、McQuillan et al. (2014)からこれらの天体の自転周期および自転による変光の振幅が求まっている 28,988 天体について、そのデータを基に各天体での黒点サイズを Maehara et al. (2017)の手法で求めた。これらの天体におけるフレアのデータとしては Maehara et al. (2012)、Shibayama et al. (2013)、および Candelaresi et al. (2014)を用いた(795 天体 /6830 フレア)。図1にケプラー宇宙望遠鏡のデータから検出されたフレアの例を示す。



3 結果と議論

3.1 フレアの発生頻度分布

図 2 に星の温度ごとのフレアの発生頻度分布(dN/dE)を示す。3000-6300Kの範囲においてはどの温度でもフレアの発生頻度分布は指数-1.8から-1.9のべき関数分布を示すことが分かった。また、あるエネルギーのフレアの発生頻度は星の温度に依存し、G型星(T_{eff} =5000-6300 K)よりもK,M型星(T_{eff} <5000K)の方が高い。ただし、観測された最大のフレアのエネルギーは、G,K型では10³⁶ erg 程度であったのに対し、M型星のうち T_{eff} =3000-3500K、および3500-4000Kの天体ではそれぞれ3×10³⁴ erg、5×10³⁵ erg と、G,K型星よりも1桁程度小さいことが



分かった。

3.2 フレアエネルギーと黒点面積

図3に観測されたフレアのエネルギーと、そのフレアが発生した星における黒点 面積の関係を示す。黒点面積は自転による変光の振幅(Δ *F/F*)、星の半径(R_{star})お よび星の光球と黒点の温度差(Δ *T*(T_{star}))から、式(1)のように求めることができる (Maehara et al. 2017)。星の光球と黒点の温度差はBerdyugina (2005)のデータ を用いた経験則(式 2)のように推定した。

$$A_{\rm spot} = \left(\frac{R_{\rm star}}{R_{\odot}}\right)^2 \frac{T_{\rm star}^4}{T_{\rm star}^4 - \{T_{\rm star} - \Delta T(T_{\rm star})\}^4} \frac{\Delta F}{F},\tag{1}$$

$$\Delta T(T_{\text{star}}) = T_{\text{star}} - T_{\text{spot}} = 3.58 \times 10^{-5} T_{\text{star}}^2 + 0.249 T_{\text{star}} - 808,$$
(2)

フレアのエネルギーの条件値と黒点面積には良い相関があり、星の温度によらず フレアのエネルギーの上限値(*E*_{hare})は黒点面積(*A*_{spot})の 3/2 乗に比例しており、 Shibata et al. (2013)の提唱した解析的な関係式(式 3)において、フレアのおいて 解放される磁気エネルギーの割合 *f*=0.1 および、黒点の磁束密度 *B*=3000G とし たときのもので表すことができることが分かった。

(3)

10³⁶ 10³⁴ Flare energy (erg) 10³² Stellar flares 10³⁰ 10²⁸ Solar flares 10⁻⁵ 10⁻³ 10⁻² 10⁰ 10⁻⁴ 10^{-1} Area of starspots (solar hemisphere) 5500-6000 4000-4500 5000-5500 3500-4000 3000-3500 4500-5000 図 3. 観測された G.K.M 型星フレアのエネルギーと黒点面積の関係と、太 陽フレアにおけるエネルギーと黒点面積の関係の比較。点線は式(3)におい て *E*0.1, *B*=3000G としたときのもの。

$$E_{\rm flare} \approx f E_{\rm mag} \approx f \frac{B^2 L^3}{8\pi} \approx f \frac{B^2}{8\pi} A_{\rm spot}^{3/2}$$

また、太陽フレアにおけるエネルギーの上限値と黒点面積も恒星フレアと同じ関

係で表すことができることが分かった。このことは、晩期型星におけるフレアと 太陽フレアが同じ物理機構によって発生することを示唆する。

前小節で述べた通り、M型星において観測されたフレアの上限値がG,K型星の それに比べて小さいが、これはM型星における黒点面積がG,K型星よりも小さ いため、黒点付近に蓄えられる磁気エネルギーの総量が小さく、結果としてフレ アで解放されるエネルギーの上限値も小さいためであると解釈することができ る。

4 まとめ

ケプラー宇宙望遠鏡のデータ用いて G,K,M 型星のフレアと黒点の関係を調べ、以下の ことが分かった。

- ▶ フレアの発生頻度分布(*dN/dE*)は星の温度によらず、指数・1.8 から・1.9 のべき関数 分布を示し、同じエネルギーで比較すると、K,M 型星におけるフレアの発生頻度 は G 型星における発生頻度の 10 倍程度高い。
- 観測されたフレアのエネルギーの最大値は、G,K型星では10³⁶ erg 程度であるが、
 M型星では10³⁴ ergから10³⁵ erg 程度とG,K型星で発生する最大のフレアのエネルギーよりも小さい。
- ▶ フレアのエネルギーの上限値は星の温度によらず黒点面積の 3/2 乗に比例する。M 型星は G,K 型星よりも星の大きさが小さいために、黒点面積も小さく、結果とし てフレアで解放されるエネルギーの上限値も小さいと考えられる。

参考文献

- (1) Udry, et al., A & A 469, L43, (2007)
- (2) Airapetian, et al., Nature Geoscience 9, 452, (2016)
- (3) Huber, et al., ApJS 211, 2, (2014)
- (4) McQuillan, et al., ApJS 211, 24, (2014)
- (5) Maehara, et al., PASJ 69, 41, (2017)
- (6) Maehara, et al., Nature 485, 478, (2012)
- (7) Shibayama, et al., ApJS 209, 5, (2013)
- (8) Candelaresi, et al., ApJ 792, 67, (2014)
- (9) Berdyugina, Living Reviews in Solar Physics 2, 8, (2005)
- (10) Shibata, et al., PASJ 65, 49, (2013)

恒星の自転の進化

勝田豊 (北海道大学), 岡崎敦男 (北海学園大学), 須田拓馬 (東京大学), 藤本正行 (北海学園大学)

概要

恒星の自転の進化を解明する上では回転によって引き起こされる子午環流や乱流の生成や成長と、それに伴 う角運動量や物質輸送の効率が鍵となるが、これらによる輸送効率に関しては十分に説明する理論が無く、 回転星の進化の理論には大きな不定性が伴っている。また近年の星震学の研究から、恒星内部で差動回転が 実現している場合があることが明らかになっている。恒星の回転は角運動量分布に加えて慣性モーメントの 分布に依存する。そこで我々は恒星の進化に伴う慣性モーメントの変動に着目することにより、回転星の進 化を議論する簡便な手法を提案する。応用例として、高速回転とそれに伴う円盤を形成する恒星である Be 星の HR 図上での分布が、主系列段階で一様回転していると仮定することで再現できること、観測された恒 星内部での差動回転について必要な粘性係数に制限を加えられることなどを紹介する。

1 イントロダクション

恒星の回転は、恒星内部の物質混合など、様々な 現象と関連付けられ、恒星の構造や進化に対して大 きな役割を果たしている。しかしながら恒星の回転 の進化を決定する機構の一つである角運動量輸送に ついては、十分信頼できる理論は完成しておらず、 不確定な要素が多い。

恒星の進化に従ってその内部では膨張や収縮が生 じるため、角運動量が恒星内部で輸送しないのであ れば、差動回転が生じるはずである。例えば $2.5M_{\odot}$ の恒星では主系列星から赤色巨星へ進化するまでに $\Omega_{\rm core}/\Omega_{\rm env} \sim 10^3 - 10^4$ 程度の差動回転が生じる。

一方で、近年の星震学に基づく研究によって 恒星内部の差動回転の様子が明らかになりつつ あるが、進化した中質量星での差動回転は高々 $\Omega_{core}/\Omega_{env} \sim 10$ 程度で [1, 2]、恒星内部で角運 動量輸送が効率的に働いていることが示されてい る。また、主系列星においては、低中質量星ではほ ぼ一様回転 [3, 4]、大質量星では一様回転からのず れが見られる場合も報告されている [5, 6]。これら の観測結果に関連して、これまでに様々な角運動量 輸送機構およびその効率を仮定し恒星の進化計算に 組み込むことにより恒星の回転の進化を再現する試 みがなされてきた [7, 8, 9]。

本研究ではこういった角運動量輸送を仮定するの ではなく、恒星の進化に伴う構造の変化に着目し、 生成される差動回転と、もしそれが均されるのであ ればどの程度の輸送効率が必要であるかの見積も ることによって、恒星の自転の進化について議論 する。

2 角運動量輸送

恒星の内部の角運動量輸送は、単位質量あたりの 角運動量 a、角運動量流束 **f** を用いて、

$$\frac{\partial}{\partial t}(\rho a) + \nabla \cdot (\rho a \boldsymbol{v}) = -\nabla \cdot \boldsymbol{f}$$
(1)

と書ける。fの動径成分の球面にわたっての平均 \bar{f}_r は、球対称の構造を仮定すると

$$\bar{f}_r = -\frac{1}{4\pi r^2} \cdot \frac{2}{3} \int_0^{M_r} \frac{d(r^2\Omega)}{dt} dM_r \qquad (2)$$

と得られる。一方で角運動量輸送は粘性係数 *ν* を 用いて、

$$\bar{f}_r = \nu \rho r^2 \frac{\partial \Omega}{\partial r} \tag{3}$$

となる。

ー様回転を維持するために必要な粘性係数 ν_{UR} は、特徴的な長さとして pressure scale height H_p を用いて $\partial\Omega/\partial r = \Omega/H_p$ と置き換えることによ り、式 (2),(3) から、

$$\nu_{\rm UR} = \frac{H_p}{6\pi r^4 \rho \Omega} \int_0^{M_r} \frac{d(r^2 \Omega)}{dt} dM_r \qquad (4)$$

と書ける。さらに恒星全体の角運動量 J が保存さ れるという仮定の下で、 $J = I\Omega$ を用いて Ω を消去 すると、

$$\nu_{\rm UR} = \frac{H_p I}{6\pi r^4 \rho} \int_0^{M_r} \frac{d(r^2/I)}{dt} dM_r \qquad (5)$$

となる。この式が示すように、質量放出などの角運 動量放出機構が働かない場合においては恒星の一様 回転を維持するために必要な粘性係数は星の持つ角 運動量 J に依らず、したがって初期の恒星の回転速 度に依存せず決まることが示される。

図1に示されるように、MS 段階では質量大きい 星ほど星全体にわたって $\nu_{\rm UR}$ が大きな値を持つ。 そのため、低質量星ほど一様回転が維持されやすい 傾向があることが予想される。図2に進化した星の $\nu_{\rm UR}$ を示す。 $1M_{\odot}$ モデルにおいては殻燃焼に移っ た段階から燃焼殻上の輻射層で $\nu_{\rm UR}$ が成長してお り、中心ヘリウム燃焼段階 (RC) に移ると再び減少 することが分かる。 $16M_{\odot}$ モデルでは、MS 段階か ら大きな $\nu_{\rm UR}$ を持ち、進化に伴い更に増大してい る様子が見える。

3 観測との比較

図 3 に各時点での輻射層での ν_{UR} の最大値 $\nu_{\text{UR,max}}$ を $2M_{\odot}$ の場合について示す。 $\nu_{\text{UR,max}}$ は進化に伴い増大するが、数太陽半径を超えた辺り で表面対流が成長し、 ν_{UR} が減少に転じる段階が 見える (図中の最も右の垂直線付近)。そして RGB に向かって大きく成長し、中心へリウム燃焼段階で $\nu_{\text{UR,max}}$ は再び小さな値を持つ。低質量星の観測 [10, 11] によれば、コアの回転速度は subgiant や若 い redgiant において増加し、その後 redgint への 進化の過程で減速に転じ、更に RC 星において大き



図1 MS 段階での 1-64 M_{\odot} の $\nu_{\rm UR}$ のプロファイル。



図 2 1,16 M_{\odot} の各進化段階での $\nu_{\rm UR}$ のプロファイル。実線は輻射層、点線は対流層を示す。



図3 $2M_{\odot}$ の $\nu_{\text{UR,max}}($ 太線) と半径 (細線)の変化。

く減速することが知られている。よって我々のモデ ルの $\nu_{\rm UR,max}$ の進化との比較により、もし恒星内部 で $\nu \sim 10^5 {\rm cm}^2/{\rm s}$ 程度の粘性係数に対応した角運 動量輸送が働いているとすればこのようなコアの回 転速度の変化を説明することが出来る。

3.1 無次元化された *v*_{UR}

それぞれの質量や進化段階での ν_{UR} の振る舞い を統一的に議論するために、進化のタイムスケー $\nu \tau_{\text{evo}} \ge H_p \varepsilon$ 用いて無次元化された粘性係数 $\tilde{\nu} = \nu_{\text{UR}}/(H_p^2/\tau_{\text{evo}})$ の振る舞いを調べた。図 4(上) において 1 M_{\odot} の恒星の $\tilde{\nu}$ は半径が数太陽半径を超 えた辺りで1を超える。先行研究によれば数太陽半 径に進化した段階で恒星が一様回転から差動回転に 転じることが示されている [12] が、これは $\tilde{\nu}$ が1 を超える辺りに相当する。図 4(下)では1-64 M_{\odot} の MS 段階での $\tilde{\nu}$ が示されている。中低質量星 (1-8 M_{\odot})においては星全体にわたって $\tilde{\nu} < 1$ で あるが、大質量星では $\tilde{\nu} > 1$ となる領域が現れる。 8-10 M_{\odot} 付近の質量の MS 星の観測では差動回転 が見られる場合 [5, 6, 13]、見られない場合 [14] が 報告されている。

4 議論とまとめ

本研究では恒星の進化に伴う構造変化に着目し、 恒星を一様回転させる角運動量輸送効率を見積も り、恒星の自転の進化、特に恒星内部で生じる差 動回転について議論した。低質量星においては観



図 4 上図: $1M_{\odot}$ の各進化段階での $\tilde{\nu}$ のプロファ イル。下図: $1 - 64M_{\odot}$ の MS 段階での $\tilde{\nu}$ のプロ ファイル。

測から数太陽半径程度に進化した時点で差動回転 が生じることが知られている。先行研究において $\nu = 3 \times 10^4 \text{cm}^2 \text{s}^{-1}$ の粘性を追加した恒星回転の進 化計算により観測される回転プロファイルを再現で きること、必要とされる粘性係数は恒星の初期の回 転速度によらないことが示されているが [9]、本研 究においても 10⁴cm²s⁻¹ 程度の粘性系が働く場合 に数太陽半径で一様回転が破られること (図2上)、 一様回転が維持される (あるいは破られる) のに必 要な粘性係数が初期の回転速度によらないこと (式 5)が、回転の進化そのものを直接計算することなく 求められることが示された。また、_{VUR.max}の時間 変化(図3)を観測結果と比較することにより、恒星 内部で働いている角運動量輸送をもたらす粘性係数 に制限を加えられることを示した。無次元化された 粘性係数 $\tilde{\nu}$ と観測結果の比較により $\tilde{\nu}$ が 1 のオー



図5 HR 図上の Be 星 (●)/B[e] 星 (+) の分布。 赤および灰色で塗られた領域で一様回転する恒星 が臨界回転に達する。

ダーを超える辺りで恒星の一様回転が破れることが 示唆される。特に大質量星については 10*M*_☉ 付近 で MS 段階にあっても一様回転が破れることが予想 されるが、この進化段階での大質量の観測例は少な く、さらなる検討が必要であると考えられる。

臨界回転に近い高速自転により赤道から質量を放 出し星周円盤を形成する Be 星の HR 図上での分布 は中質量星においては一様回転モデルで再現が可能 であるが、大質量星では、特に進化の後半において 観測される数が少なくなっている (図 5)。これは大 質量星では MS 段階での高い質量/角運動量放出率 を持つこととともに、本研究で示されたように大質 量星では MS 段階でも差動回転が生じて表面が臨界 回転に達することが出来ないことが要因である可能 性が考えられる。

参考文献

- P. G. Beck et al., Nature, Vol. 481, pp. 55– 57, January 2012.
- [2] S. Deheuvels et al., ApJ, Vol. 756, p. 19, September 2012.
- [3] D. W. Kurtz et al., MNRAS, Vol. 444, pp. 102–116, October 2014.
- [4] H. Saio et al., MNRAS, Vol. 447, pp. 3264– 3277, March 2015.
- [5] C. Aerts et al., *Science*, Vol. 300, pp. 1926– 1928, June 2003.
- [6] M.-A. Dupret et al., C. Aerts, P.-O. Bourge,
 C. Waelkens, and A. Noels. A&A, Vol. 415,
 pp. 251–257, February 2004.
- [7] S. Ekström et al., A&A, Vol. 478, pp. 467– 485, February 2008.
- [8] A. Granada et al., A&A, Vol. 553, p. A25, May 2013.
- [9] P. Eggenberger et al., A&A, Vol. 544, p. L4, August 2012.
- [10] B. Mosser et al., A&A, Vol. 548, p. A10, December 2012.
- [11] S. Deheuvels et al., A&A, Vol. 564, p. A27, April 2014.
- [12] J. Tayar and M. H. Pinsonneault, ApJL, Vol. 775, p. L1, September 2013.
- [13] A. A. Pamyatnykh et al., MNRAS, Vol. 350, pp. 1022–1028, May 2004.
- [14] M. Briquet et al., MNRAS, Vol. 381, pp. 1482–1488, November 2007.

京都大学 3.8m 望遠鏡での観測計画

野上 大作 (京都大学)

概要

京都大学が中心となって建設を進めてきた 3.8m 望遠鏡は、いよいよ来年の 2018 年度後 期から共同利用を開始する予定である。本稿では、この望遠鏡に取り付ける予定の観測装 置のうち、高速測光分光器と可視・近赤外高分散分光装置に焦点を当て、それぞれの装置 そのものと考えられているサイエンスの紹介を行う。

1. 3.8m 望遠鏡について

京都大学大学院理学研究科附属天文台と同宇宙物 理学教室を中心として、東アジア最大となる汎用の 3.8m 光学赤外線望遠鏡の開発を進めてきた。2017年 2月末にこの望遠鏡を収めるドームが国立天文台岡山 天体物理観測所の敷地内で竣工し(図1)、京都大学 岡山天文台が2018年春に開所式を迎える予定である。 岡山天文台は1929年設立の花山天文台、1968年設 立の飛騨天文台に次いで、京都大学大学院理学研究科 附属天文台の第3の天文台となる。

3.8m 望遠鏡の共同利用は 2018 年度後期から開始 予定であるが、装置開発を含めた様々な調整作業を行 いながらのもので、まずはリスクシェアでの観測期間 を限定したものとなる見込みである。運用については これから決めていく部分が多く残っているが、定常状 態では望遠鏡時間の半分の時間は京大時間となり、半 分は共同利用時間となる。望遠鏡や観測装置の維持・ 改善のための時間や観望会などの社会貢献の時間は両 者からの供出、すなわち、これらの時間を除いたもの を、京大と共同利用で半々にするということになって いる。もともとこの望遠鏡では、突発天体対応観測を 行うことを重要視しており、ToO 観測は積極的に行 うことになっている。そのため、将来的にはキュー観 測が基本になっていくと想定されるが、まだ公式の決 定事項があるわけではない。

3.8m 望遠鏡の共同利用については、国立天文台が その責任を負い、プロポーザルの採択などは現在の岡



山観測所プログラム小委員会の後継組織が行うことになる。現在 188cm 望遠鏡の共同利用で使われている仮眠室や食堂などは、当面はそのまま維持される予定である。

3.8m 望遠鏡に搭載を計画している観測装置についての情報提供を、2017 年 1 月 31 日締切 で行った。その結果、以下の 8 つの装置の情報が寄せられた。

- 1)ファイバー型可視光面分光装置 KOOLS-IFU
- 2) 可視高分散分光器
- 3) 近赤外相対測光分光器
- 4) 近赤外偏光撮像装置

- 5) 可視光2色同時撮像カメラ
- 6) 視線速度精密測定装置
- 7) SEICA (Second-generation Exoplanet Imager with Coronagraphic Ao)
- 8) 高速測光分光装置

この中で、既に(部分的にでも)予算がついて開発が開始されているものは1)3)7) 8)であり、2018 年後期の最初の 3.8m 望遠鏡共同利用で使用可能なのは1)のみの見込みで ある。

以下では、私が深く関わっている2)可視高分散分光器と8)高速測光分光装置の概要とそれを使ったサイエンスを紹介する。

2. 高速測光分光装置

2.1 3.8 望遠鏡用高速測光分光装置の概要

この装置は、現在広島大学東広島天文台のかなた望遠鏡に取り付けてある高速測光分光器を下 敷きにしている。かなた望遠鏡の装置では、第 2 ナスミス焦点からの光をコリメーターに通し、 さらにフィルターに通して測光観測を行うか、(ロングパスフィルター+)グリズム/プリズムを 通して低分散分光観測を行うという、構造としては非常にシンプルな装置である。測光観測用の フィルターとしては Johnson-Cousins の *BVR* フィルターを備え、分散素子としては超低分散 分光(波長分解能~20)観測用の2素子プリズムと低分散分光(波長分解能~150)観測用のグリズ ムが使用できる。この分光器の特徴は「高速」観測が可能であるということで、e2v 社の電子増 倍(EM)・背面照射型 frame transfer CCD 素子(CCD87)を使って浜松ホトニクスと共同開発し た EM-CCD カメラ(C9100-12)を使っていることである。Frame transfer 型であるために読み 出し時間がほぼゼロに近く、露光時間が最短 27.1 ミリ秒で、1 秒あたり最大 35.8 フレームの画 像取得が可能である。ただし、512x512 ピクセル(16 micron/pix)とチップが小さいため観測視 野が狭く(2.6'x2.6')、最長露出時間が 10 秒という制限があったため、特に分光観測では限界等級 が浅い(低分散分光モードで約 12.4 等)ものであった。また読み出しノイズも 100e・と高かった。

今回、	波長分解能	20(2 素子プリズム)、150(グリズム)
分散素子の	波長帯域	4000∼8000 Å
み流用して、	視野	良像範囲 <i>Φ</i> 5'、ケラレなし□5'
3.8m 望遠	結像性能	1"
鏡用に新し	スリット	幅 2"×長さ 10"
い局速測光	交換素子	スリット スルー、2"スリット
分光装直を		フィルタ Johnson-Cousins V,Rc,Ic、2 次光カットフィルタ
開発するこ		分散素子 スルー、R20、R150
とにした。		

その仕様は

表1:3.8m 望遠鏡用高速測光分光器の仕様

表 1 の通りである。カメラはチップのサイズや読み出しノイズの低減を図るため、同じく浜松 ホトニクス社の ORCA-Flash4.0 V3 CMOS カメラ(C13440-20CU)を採用することにした。 CMOS カメラであるため、やはり読み出し時間はほぼゼロであり、 $2k \times 2k$ pix (6.5micron/pix) のフル画像が 1 秒あたり 100 frame の読み出しが可能である。水冷式で-30℃まで冷やせば、暗 電流は 0.006 e-/pix/s となり、読み出しノイズは 1 e-である。CMOS センサながら量子効率もな かなか高く、最も良い 5600Å あたりでは 80%を超える。

この装置は 3.8m 望遠鏡の片方のナスミス焦点付近に取り付けられる小型装置用回転ステージ(詳しくは http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/~iwamuro/Kyoto3m/focus2.html 参照)に搭載される予定で、光学設計は京都大学の木野勝氏の手によって行われた(図 2 参照)。現在はレンズや 各素子の許容公差の見積もりを行っているところである。 この装置は当初第1期装置として、2018 年後半の3.8m 望遠鏡の最初の共同利用から 使用できるようにする予定であったが、間に 合わなくなってしまいました。期待されてい た方には申し訳ありません。

2.2 なぜ高速観測が必要なのか?

図 3 は Kepler 宇宙望遠鏡で観測された KIC 1610797 のスーパーフレアで、2つの 観 測 モ ー ド (Long Cadence と Short Cadence)のデータを重ねて表示したもので ある。Short Cadence データでは、立ち上 がりが非常に鋭いことやフレア中に数分のタ イムスケールの振動現象があることがわかる





が、Long Cadence データではなまっていることがわか る。このように、タイムスケールの短い現象の観測には それに対応した高速でのデータ取得が必須となる。こう した短いタイムスケールの現象は様々なものが知られて おり、さらに言えば、これまである程度長いタイムスケ ールの現象と考えられていたものが、高速観測をするこ とで新たな現象が見えてくることも期待できる。

実際に、この高速測光分光器で我々が想定している テーマには例えば以下のものがある。A)恒星フレア、 B)コンパクト天体周囲での高速変動現象、C)重力波天 体の光学対応観測、D)Fast Radio Burst、E)パルサー、 F)掩蔽観測、G)系外惑星のトランジット、H)白色矮星 の振動現象などである。他にも面白い現象があれば是非 教えてもらいたい。

以下では恒星フレアとブラックホール X 線連星での 短時間変動現象を紹介する。

2.3 恒星フレアについて

恒星フレアは短時間(数分から数時間)だけ突発的に増光する現象である。可視光での測光観 測では古くから知られている現象で、フレア時のスペクトルではバルマー線や金属線が輝線にな る。紫外線や X 線でも大きな増光がある。M 型星では増光割合が大きくて観測されやすく、原 始星や RS CVn 型連星ではエネルギー規模の大きなものが観測されることが知られている。こ れらの恒星フレアは、基本的には太陽フレアと同じように、黒点に蓄えられた磁気エネルギーの 爆発的な解放現象であると考えられている。ただし、太陽では可視連続光が大きく増光するよう ないわゆる「白色光フレア」は規模の大きな一部のフレアでしか起こらず、その増光メカニズム の解明は進んでいない。

蔵本(2013)は、M型主系列星 EV Lac を、広島大学東広島天文台にある 1.5m かなた望遠 鏡に取り付けられた高速測光分光器と、かなた望遠鏡に同架させた 25cm 望遠鏡+CCD カメラ で、測光・分光同時観測を行った。図4(左)は 25cm 望遠鏡でとらえたれた連続光のフレアを 示している。フレア中には最大で 0.5 等増光し、継続時間は約6分であった。図4(右)はフレ アを起こす前とフレアの極大時の超低分散分光(波長分解能~20)データを示している。超低 分散分光観測の1 枚あたりの露出時間は1秒で、青い 方、特に 4,500Å よりもに 4,500Å よりもは S/N が 低いが、青い側で のがわかる。この 増光分を黒体放射 でフィティングを 行うことによって、



型星 EV Lac のフレア。右図はフレアが起こる直前とフレアの極大時の 超低分散スペクトル。特に短波長側で増光が大きいことがわかる。

増光した領域が温度(図5)と面積を求めた。その結果、 光度が上がるにつれて温度も上昇し、星表面の 0.04% 程度が最大で 1x10⁴ K 程度になったことがわかった。 この温度はこれまでに求められたものと同程度で、増光 した領域としては太陽での白色光フレアの増光領域と同 程度かやや大きいものであった。

このように、超低分散分光観測では連続光の分布を 調べることがメインとなるため、感覚としては多色測光 観測に近い。この分散ではスリットを使わなくてもそれ ほど問題はないため、スリットレスで分光を行い、同視 野に写っている星のスペクトルを使っての相対分光観測 を行うことも可能である。実際、上記の蔵本は近くの星 を参照した相対分光観測であった。

2.4 コンパクト天体周辺の短時間現象

ブラックホール周辺では、最短で最内縁安定軌道をケプ ラー回転するのと同程度のタイムスケール (\leq 数 10 ミリ 秒) の変動現象が起こることが考えられる。このような短時 間変動現象は、わずかながら既に観測例がある。ブラックホ ール X 線連星 V404 Cyg は 2015 年 6 月に 26 年ぶりのアウ トバーストを起こした(図 6、Kimura et al. 2016 より)。こ のとき、VLT に取り付けられた ULTRACAM で観測(rバン ドで 24msec 露出)が行われ、可視光短時間変動が観測され た(図 7、Gandhi et al. 2016 より)。その起源はいまだ不明





図5:各スペクトルで黒体放射を 仮定して求められた増光領域の温 度。20点(20秒に相当)ごとに平均 した温度と図4(左)の測光デー タも一緒に示してあり、ほぼ相関 していることがわかる。



であるが、確かに可視光で秒以下のタイムスケールでの変動現象が起こっていることがわかる。

図 8 は図 7 のアウトバースト中に観測さ れた短時間変動で、ゆっくり増光して急に暗 くなるというパターンを持っていることがわ かる。このような変動現象は、ブラックホー ル X 線連星で X 線での観測例はあったが、 可視光でとらえられたのは初めてであった。 さらに、INTEGRAL 衛星での同時観測が実 現しているところでデータを比較してみると、 X 線と可視光でほぼパターンの同じ変動が見 えるが、約 1 分の遅れがあることがわかっ た。このことから、降着円盤のかなり内側の 部分で起こった変動現象が X 線で観測され、 その X 線が降着円盤の外側の部分で吸収再



放射されたものであろうと考えられる。また、この現象を起こす円盤不安定性はエディントン限 界に近く X 線で非常に明るい状態でのみ起こるものと思われていたが、今回の観測ではエディ ントン限界の 100 分の 1 以下の光度の時にこの変動が起こっており、円盤不安定性理論の再考 を促すこととなった。

この観測は次の2つのことを意味している。すなわち、これまで X 線観測の独壇場と思われ てきた降着円盤内側の現象が可視光で観測可能であること、そして X 線との多波長共同観測で より詳しいことがわかるということである。今後、分光観測により輝線プロファイルの変動をと らえることで、短時間変動を起こす降着円盤の構造の変化を調査できるだろう。

3. 3.8m 望遠鏡用高分散分光装置とスーパーフレア

我々は 3.8m 望遠鏡用に、可視光高分散分光器も開 発する予定である。表2にこの分光器の仕様をまとめて おく。特徴は波長分解能 10 万で、360nm から 1,050nm までを一度にカバーできることにある。

2.2 章で M 型主系列星のフレアについて述べたが、 近年の Kepler 宇宙望遠鏡のデータを使った我々の研 究により、太陽でこれまでに観測された最大級のフ レアの最大で 1 万倍(10³⁶ erg)ものエネルギーを放つ スーパーフレアが、太陽型星(G 型主系列星)で起 こることがわかってきた(Maehara et al. 2012 など)。 図9に Maehara et al. (2012)から取ってきた、太陽

スペック根	既要
波長分解能	100,000
観測波長	360-1,050 nm
システム効率	20%
温度安定性	0.1 °C
限界等級(1時間積分)	13等(S/N=50)
ファイバー数と直径	0".45×12本

表2:3.8m 望遠鏡用高分散分光器 の仕様。

型星 KIC12354328 のスー パーフレアの1例を載せて おく。このフレアで最大級 の太陽フレアの 2600 倍程 度のエネルギーを放出した と推定されている。これだ けのエネルギーを放出して も、太陽の明るさは 3 割し か変わらないことに注意さ れたい。このクラスのフレ アは1星あたり 1 万年に1



度程度の頻度と Maehara et al. (2012)では推定している。太陽フレアのシステマティック な観測はせいぜいこの 100 年程度であり、このような大規模なフレアが観測されていない のはこれまで太陽で「スーパーフレアは起こらない」はいわば常識だったのである。

図 9 の左図でスーパーフレア以外のところで順周 期的な変動が見えているが、これはスーパーフレア を起こせるほど巨大な磁気エネルギーを持つ巨大黒 点が存在する星が、自転をすることによって生じる ものと考えられる。その考えに立てば、光度変動の 周期は自転周期の、そして変動振幅は黒点の大きさ の目安になると考えられる(Notsu et al. 2013)。これ は高分散分光観測を行って射影自転速度($v \sin i$)を測 ったり、彩層活動性の指標である H α 線や Ca II 線 を調べることで確認された(Notsu et al. 2015)。さ らに、H α や Ca II 線は太陽の双子星と言われる 18 Sco よりごくわずかに浅い (≒彩層活動性がほぼ同 じ)ものの、自転速度や金属量などがほぼ 18 Sco (≒太陽) と等しいスーパーフレア星も2つ見つか った(図10、Nogami et al. 2014 より)。

さて、太陽でスーパーフレアが起こるとすると、

地球へ大きな影響があることが考えられる。 太陽フレアによって放出された放射線、高エ ネルギー粒子、プラズマが地球に直撃するこ とで、オゾン層の破壊、通信障害、地上での 巨大誘導電流の発生などは既に知られている からである。そこで我々は、3.8m 望遠鏡+ 高分散分光装置による分光観測と小口径望遠 鏡での測光観測を同時に行い、1)スーパー フレアそのものの観測を行いプラズマ放出の 様子を調べる、2)巨大黒点のサイズと寿命 を測定する、ということを考えている。





1)の方では、3-4 日に 1 回程度という高頻度でスーパーフレアを起こす、若くて自転 速度の早い星について、連続的な測光・分光観測を行う。図11に期待される Hα線輪郭 (ただし静穏状態の吸収線を引いた残差であることに注意)を載せておく。フレアの部分は Hαの輝線成分を作るが、噴出したプラズマは我々に近づいてくるので青方偏移した吸収成 分を作る。これを観測することで、プラズマの質量と速度を見積もる。

2) では、全天で8星程度のスーパーフレア星を選び、1星あたり1週間に1度程度の 頻度で6~8ヶ月程度の分光モニター観測を行う予定である。H a や Ca II 線の強さやプロ ファイルを追うことで、恒星表面にある全磁束量の時間変化、すなわち巨大黒点の生成・消 滅の様子が調べられる。

これらの観測は、4mクラスの望遠鏡に高分散分光器を取り付け、長時間の観測を行うこ とで初めて達成できるもので、世界を見渡しても我々しか行うことのできないものと言える。

参考文献

蔵本哲也、2013、京都大学修士論文 Kimura, M. et al., 2016, Nature 529, 54 Nogami, D. et al., 2014, PASJ 66, L4 Notsu, Y. et al., 2015a, PASJ 67, 32 Gandhi, P. et al., 2016, MNRAS 459, 554 Maehara, H. et al., 2012, Nature 485, 478 Notsu, Y. et al., 2013, ApJ 771, 127 Notsu, Y. et al., 2015b, PASJ 67, 33

かなた望遠鏡で観測を行った特異なII型超新星

中岡 竜也¹, 川端 弘治¹, 山中 雅之², 川端 美穂¹ 河原 直貴¹, 長木 舞子¹, かなた観測チーム

¹広島大学 *E-mail(*中岡 竜也): nakaoka@astro.hiroshima-u.ac.jp

アブストラクト

広島大学所有かなた望遠鏡は、国内で超新星のモニター観測を行っている望遠鏡の1つである。超新星の観測は、 多くの場合、まず超新星候補として報告があった天体に対し型同定が行われ、その後は必要に応じて追観測を行 う。我々は2017年4月12日に板垣公一氏が発見した IIP 型超新星 SN 2017czd について、広島大学が所有するか なた望遠鏡を用いてモニター観測を行い、現在も継続している。この超新星は当初、典型的な IIP 型超新星より も約1等明るかったが、その後急速に減光した。IIP 型超新星の特徴は、爆発後数日 ~100日程度、可視光で光度 が一定である期間 (プラトー)を持つことだが、SN 2017czd のプラトーの期間は ~20 日と、これまでに発見され た IIP 型超新星で最も短い。また別の解釈として、爆発後 ~20 日は、星周物質との相互作用により明るく輝いた と考えることができる。星周物質との相互作用が見られる超新星の例として、SN 2016bkv が挙げられる。この天 体は 2016 年度の本研究会で報告を行ったが、その後の解析により、低光度 IIP 型超新星で初めて星周物質との相 互作用の兆候が見られた。この結果は、重い親星が爆発したモデルを支持する。

1 イントロ

重力崩壊型超新星爆発とは、初期質量が太陽の約 10 倍以上の星が、一生の最期に中心核が重力崩壊を引き起こ し爆発する現象のことである。しかしその爆発の詳細については、観測技術が発達した現代においても分かって いない。超新星からの極大光度前後の放射の大部分は可視光域で発せられるため、型同定を含めた超新星の観測 においては可視光の観測が有利である。その中でも IIP 型超新星は、爆発後数十日間は可視-近赤外線で光度がほ ぼ一定となり殆ど変化しない期間 (プラトー)を持つことが特徴的な型である。IIP 型超新星の親星は、その外層 に水素を豊富に持つ、赤色超巨星であると考えられている。近傍銀河で発生する超新星の半分程度は IIP 型超新 星であり、統計的な議論がなされてきたが (Li et al. 2011)、宇宙の加速膨張の証拠として用いられた Ia 型超新 星であり、統計的な議論がなされてきたが (Li et al. 2011)、宇宙の加速膨張の証拠として用いられた Ia 型超新 星であり、統計的な観測例を示すサブグループに、SN 1997D-like な低光度 IIP 型超新星がある。このグループに属する 超新星は、 (i) 典型的な IIP 型超新星に比べて、プラトーの明るさが 1/2-1/10 (ii) スペクトルに現れる吸収線速 度が、一般的な IIP 型超新星と比べて半分以下 等の特徴を持つ (Pastorello et al. 2004)。低光度 IIP 型超新星は、 これまでに 10 天体ほどが分類されているが、爆発初期から後期まで一貫した観測が行われた例はなく、爆発現象 や親星等の理解が進んでいない (Spiro et al. 2014)。

また近年は観測技術の向上により、爆発直後の超新星を発見することが可能となっている。これらの超新星の 一部には、爆発直後に約1~2等ほど急増光し、その後30日程度で減光しプラトーとなる IIP 型超新星が見つかっ ている (Gal-Yam et al. 2014)。このようなふるまいを見せる超新星は、爆発直前の親星から放出された外層によ り星周物質が形成され、爆発した超新星の本体 (イジェクタ) と衝突して光っていると考えられる。星周物質との 相互作用が見られる超新星からは、超新星の性質だけでなく、未だ不明瞭な点の多い、爆発直前の大質量星のパ ラメータも得ることができる。

本研究で述べる超新星 SN 2016czd は、2017 年 4 月 12.7 日に、母銀河 UGC 9567 中に板垣公一氏が発見した。 広島大学かなた望遠鏡では同 14 日から可視-近赤外撮像・分光観測を開始した。また、2016 年度の本研究会で報 告を行った超新星 SN 2016bkv に関して、その後の解析の結果、低光度 IIP 型超新星として初めて、星周物質と の相互作用の兆候を見出した。この観測から、低光度 IIP 型超新星の新たな情報だけでなく、爆発直前の大質量 星のパラメータも得ることができると考えられる。

表 1: 本研究の観測天体		
	SN 2017czd	SN 2016 bkv
発見日	2017年4月12.7日	2016年3月21.5日
母銀河	UGC 9567	NGC 3184
母銀河までの距離 [Mpc]	32.0	13.2
発見者	板垣公一	板垣公一
爆発日 (推定)	2017年4月11.5日	2016年3月20.3日
報告された型	IIP	IIn
我々の観測結果	IIP-CSM?	LL IIP

§2 では、本研究で対象とした天体 (SN2017czd, SN2016bkv) の情報を述べる。§3 では、SN2017czd の測光観測、 分光観測とその考察を延べる。§4 では、SN2016bkv の初期に見られた特徴から、その親星に関する結果・考察を 述べる。また、以下のセクションでは低光度 IIP 型超新星のことを LL SN IIP (Low-Luminosity SN IIP) と記述 することにする。

2 観測天体、観測機器

本研究で観測した天体の諸元を、表1にまとめる。SN 2017czd は、2017 年 4 月 12.7 日に、UGC 9567 に板垣公 一氏が発見した超新星で、その後の分光観測により IIP 型超新星であると同定された。また同年 4 月 10.3 日に超 新星サーベイグループ Gaia により爆発前の観測が行われており、爆発後間もない超新星であることが分かった。 これらの報告を受けて、広島大学かなた望遠鏡で 4 月 14 日よりモニター観測を開始し、現在も継続している。観 測機器は、かなた望遠鏡に搭載された HOWPol (Kawabata et al. 2008)、及び HONIR (Akitaya et al. 2014)を 使用した。本天体のライトカーブ・スペクトルの特徴がこれまでの超新星では見られず、既存のモデルでは説明が 難しいことは、我々の長期測光モニター観測の結果から得られたものであり、§3.1 で詳述する。

SN 2016bkv は、2016 年 3 月 21.5 日に、NGC 3184 に板垣公一氏が発見した超新星で、その後の分光観測により IIn 型超新星であると同定された。また同年 3 月 19.2 日には超新星サーベイグループ KAIT により爆発前の観 測が行われており、こちらも爆発後間もない超新星であることが分かった。SN 2016bkv の観測結果については、 2016 年度の本研究会の集録に記載済のため、本集録では省略する。また、本集録で使用している各パラメータは、 現在投稿中の論文 (Nakaoka et al. in prep) のものを使用している。

3 SN 2017czd

3.1 測光観測

図1は、SN 2017czd の測光観測の結果から得られた R バンドライトカーブと、典型的 IIP 型超新星である SN 1999em (Leonard et al. 2002)、SN 2012aw (Bose et al. 2013) との比較図である。IIP 型超新星は、典型的に 80日~100日程度のプラトーを持つため、爆発直後からプラトー終了後までを連続して取得するには、概ね 150 日程度の期間が必要である。観測可能な期間は太陽からの方位と離角に依存するため、プラトー終了後までの追 跡が不可能となることもしばしば起こる。しかし本天体はプラトー期間が極端に短いため、プラトー終了まで連 続してデータを取得することが容易であった。II 型超新星のプラトー期間の平均値は 83.7±16.7 日 (Anderson et al. 2014) であるが、本天体のプラトー期間は約 20 日となっており、IIP 型超新星で最もプラトーの短い天体 (SN 2004dy: 25 日) よりも短い値となっている。プラトーの V バンド絶対等級は ~-16.3 等となっており、II 型超新 星のプラトー期の平均絶対等級 -16.74±1.01 (Anderson et al. 2014) に一致している。このことから、SN 2017czd はこれまで観測された IIP 型超新星で最も短いプラトーを持つ天体である可能性がある。

しかし、IIP 型超新星のプラトーの形成メカニズムを考慮すると、短いプラトーを作ることは困難である。初期 の超新星は光学的に厚く、水素外層に光球が形成されるため、可視光で光度変化の少ないプラトーが見られる。超 新星が膨張するに従い、イジェクタの密度・温度が下がり、光球を維持できなくなると、超新星は急速に減光を始 め、プラトーは終了する。短いプラトーを形成するためには、イジェクタの密度を 20 日程度で十分下げることが 必要であるが、大質量星が爆発した超新星の密度を、短い期間で下げることは難しい。



図 1: SN 2017czd と、典型的な IIP 型超新星の R バンド ライトカーブ比較



図 2: SN 2017czd と、星周物質との相互作用が見られた 超新星のライトカーブ比較

そこで、爆発後~30日前後までがプラトーではなく、~30日後からがプラトーであると考え、爆発初期に星周物 質との相互作用によって増光していると仮定する。図3は、SN 2017czdと爆発初期に星周物質との相互作用が見ら れた天体 (Khazov et al. 2016)とのライトカーブ比較である。天体毎に多少のばらつきはあるが、概ね-17.5~-19 等程度まで増光し、爆発 30日後頃から減光を始める。SN 2017czd は極大の絶対等級が~-16.3 等と暗めであるが、 増光から減光スケールが似ていることから、初期の増光が星周物質との相互作用である可能性が考えられる。

3.2 分光観測

図3は、SN 2017czd の初期スペクトルである。スペクトルの横軸は、天体の赤方偏移 (z = 0.008) を補正して ある。爆発初期からプラトー終了に至るまで水素の吸収線が見られることから、II 型超新星であることが分かる。 また水素や酸素の静止波長に強い輝線が見られるが、超新星の出現位置が母銀河の銀河核に近いことから、銀河 核由来の輝線であると考えられる。§3.1 では、SN 2017czd は (i) 非常に短いプラトーを持つ (ii) 星周物質との相 互作用によって増光 の2 つの解釈があった。星周物質との相互作用の場合、爆発初期に相互作用由来の輝線が見 られるが (図4参照)、SN 2017czd にはその兆候がない。そのため、分光観測の結果からは、SN 2017czd は非常 に短いプラトーを持つ天体である可能性が示唆される。

4 SN 2016bkv

本章では、LL SN IIP 2016bkv の初期観測から得られた、親星のパラメータについて記述する。本天体の測光・ 分光解析の結果については 2016 年度の集録で報告済のため、本集録では省略する。

4.1 親星の性質

図4は、SN 2016bkvの早期スペクトルと、他のLL SNe IIP を比較したものである。LL SNe IIP の早期スペ クトルには、他の典型的な IIP 型超新星と同様に水素の吸収線が見られるが、SN 2016bkv には見られず、代わり に水素や窒素、ヘリウムの輝線が見られる。これらは星周物質との相互作用の兆候と見られ、図2で示したよう な天体でも見られる特徴である (Khazov et al. 2016)。このことから以下の式 (Moriya et al. 2014)を用いて、星 周物質の密度を求めた。

$$L = 4\pi r_s^2 \cdot \frac{1}{2}\rho v_{\rm ej}^3 \epsilon$$



図 3: SN 2017czd のスペクトル

図 4: SN 2016bkv 及び他の LL SNe IIP のスペクトル 比較

ここで r_s は星周物質の半径、 v_{ej} はイジェクタの膨張速度 (3000 km s⁻¹) である。相互作用による光への変換 係数は $\epsilon \sim 0.1$ と仮定した。SN 2016bkv のピーク時の明るさは $L = 4 \times 10^{41}$ erg s⁻¹ のため、星周物質の密度 $\rho \sim 5.0 \times 10^{-4} M_{\odot}$ yr⁻¹ を得た。更に星周物質の元となった、大質量星からの質量放出速度を 10 km s⁻¹ と仮定 すると、親星からの質量放出レートが $5.0 \times 10^{-3} M_{\odot}$ yr⁻¹ と推定できた。この値は、銀河系内で極めて質量放出 レートの高い赤色超巨星 (VY CMa: $10^{-3} M_{\odot}$ yr⁻¹ : Smith et al. 2009) よりも高い値であり、既存の赤色超巨星 のモデルでは説明が難しい。

5 まとめと今後

かなた望遠鏡では近傍 II 型超新星のモニター観測をしており、SN 2017czd や SN 2016bkv もその1つである。 SN 2017czd は当初、典型的な IIP 型超新星と思われていたが、我々の追観測の結果、プラトーが極端に短い、も しくは初期に星周物質と相互作用のあった超新星であることが分かった。これらの切り分けを行うためには、後 期観測を実施し、真のプラトーがどちらかを調べることが考えられる。この超新星は銀河核に近い位置に出現し ており、観測には大口径望遠鏡が必要となる。SN 2016bkv は初期に星周物質との相互作用の兆候が見られた LL SN IIP であることが分かった。得られた質量放出レートは極めて高く、既存のモデルでは説明が難しい。

References

Akitaya, H., et al. 2014, in Proc. SPIE, Vol. 9147, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V, 91474O $\,$

Anderson, J. P., et al. 2014, ApJ, 786, 67 $\,$

Bose, S., et al. 2013, MNRAS, 433, 1871

Gal-Yam, A., et al. 2014, Nature, 509, 471

Kawabata, K. S., et al. 2008, in Proc. SPIE, Vol. 7014, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II, 70144L

Khazov, D., et al. 2016, ApJ, 818, 3

Leonard, D. C., et al. 2002a, PASP, 114, 35

Li, W., et al. 2011, MNRAS, 412, 1441

Nakaoka, T, et al. 2017, in prep

Pastorello, A., et al. 2004, MNRAS, 347, 74

Smith, N., Hinkle, K. H., & Ryde, N. 2009, AJ, 137, 3558

Spiro, S., et al. 2014, MNRAS, 439, 2873

近傍のIIP型超新星SN2017eawの可視近赤外線偏光観測

長木 舞子¹, 川端 弘治¹, 山中 雅之¹, 中岡 竜也¹, 川端 美穂¹, 河原 直貴¹かなた観測チーム

¹ 広島大学

E-mail(長木 舞子): chogi@astro.hiroshima-u.ac.jp

概要

超新星で観測される偏光は主に光球中の電子または星周ダストによる散乱や、整列した星間ダストによる吸収に よるものだと考えられる。可視近赤外線波長域において偏光の波長依存性を求めることができれば、光球の幾何 構造の非対称性、爆発直前の赤色巨星の質量放出、及び星間ダストの性質などの研究に寄与できると期待される。 SN 2017eaw は距離約 6Mpc の近傍銀河 NGC 6946 に、2017 年 5 月 14 日に発見された IIP 型超新星である。我々 は広島大学かなた望遠鏡で 5 月 15 日から可視近赤外線での偏光観測を行なってきた。SN 2017eaw は近傍で明る いため、小さい偏光度でも精度の良い偏光観測ができる。加えて NGC 6946 は天の川銀河の星間吸収がやや大き い方向にあるため、天の川銀河を見通した星間偏光の数少ないサンプルにもなり得る。観測の結果、観測された 偏光の向きと大きさは、距離 500pc 以上の超新星近傍の恒星(5°以内)が示す偏光とコンシステントであること から、観測された偏光の殆どは我々の銀河の星間偏光由来のものであり、超新星固有の偏光については、少なくと もプラトー期には有意な成分を見出すことはできなかった。本研究では R バンドのデータのみを扱い議論する。

1 イントロ

超新星爆発は、スペクトルによって分類され、スペクトルに水素の特徴が見られるものを II 型とし、見られな いものを I 型としている。その中でも IIP 型は、爆発後 80-120 日間は光度曲線が殆ど変化しないプラトー期を持 つ一郡である。プラトーの期間は、外側の水素層が光学的に厚く、内部は見えない。後期は、光学的に薄くなるた め、内部が透けて光度は急激に減光する。II 型超新星は重力崩壊型超新星に分類されている。重力崩壊型超新星 とは、初期質量が太陽の約 10 倍以上の星が、その進化の最期に中心にある核が重力崩壊を引き起こして爆発した 超新星のことである。しかし、最近の爆発モデルでは爆発が実現せず、複雑な多次元効果が必要とされているな ど、爆発の詳細についてはまだよくわかっていない。その詳細を知るために"偏光観測"が手がかりの一つにな ると考えられている。

超新星の偏光観測で考えられる偏光現象は、(i)光球中の電子による散乱(超新星内部で偏光)、(ii)星周ダス トによる散乱 (超新星付近で偏光)、(iii) 整列した星間ダストによる吸収 (母銀河または天の川銀河内で偏光) など である。(i) 光球中の電子による散乱の偏光は、プラトーが終わり内部の構造が見えてくるとき、光球内部の構造 が非対称であれば、偏光が見られると期待される。II 型よりも外層の薄い Ib 型や Ic 型などの重力崩壊型超新星は コアの非対称性が外層に伝わりやすく、偏光も II 型に比べ大きくなるとされている。この偏光を観測した IIP 型 超新星の例がある (Leonard et al..2006)。その論文の結果は、偏光度が爆発直後はほとんど 0% であったが、プラ トー後に 0.6% となり、そこから徐々に小さくなっていく。(ii) 星間ダストによる吸収の偏光とは、超新星付近の ダストに光が散乱して後からその散乱した光が地球に届くことによる偏光である。付近のダストが赤色巨星の質 量放出時にできたものであれば、爆発直前の赤色巨星の質量放出の情報が得られると考えられる。(iii) 整列した 星間ダストによる吸収の偏光は、超新星を含む銀河または天の川銀河の超新星方向にある星間ダストにより吸収 されることによる偏光である。星間ダストの偏光は方向により一定であると考えられるので、同じ視野内の星の 偏光と超新星の偏光が同じものであれば、超新星の母銀河にある星間ダストによる偏光はなく、天の川銀河の星 間ダストによる偏光成分である可能性が高い。その場合、超新星の偏光成分から星間ダストによる偏光成分を引 けば、(i) または (ii) による偏光成分が残り、変化を観測しやすくなる。IIP 型超新星の偏光観測例はほとんどな く、初期に偏光が大きく、徐々に小さくなっていくもの、プラトーの終わりに偏光が大きくなるものなど様々で、 偏光の変化はまだよくわかっていない。超新星の偏光観測により、爆発のメカニズムや星間ダストの性質を知る手 がかりとなると考えられている。





図 1: NGC6946 と SN2017eaw

図 2: 偏光観測用プリズム

2 SN2017eawの偏光観測

2.1 観測天体

SN2017eaw は距離約 6Mpc にある銀河 NGC6946(図 1) 内に 2017 年 5 月 14 日に発見され、5 月 13 日が爆発日 と考えられている。同じ型の超新星が 10Mpc 以内に現れること自体 2-3 年に一度というほど珍しい。また、偏光 観測は多くの光量を必要とするため、暗いと精度が悪くなり難しいが、初期等級約 13 等と明るいため可能であっ た。母銀河の NGC6946 は Av=0.9(NED より) と星間吸収の大きい方向にあるため、我々の銀河を見通した時の 星間偏光の貴重なサンプルになり得る。

2.2 観測装置、偏光観測方法

観測は主鏡有効径 1.5m の広島大学が所有するかなた望遠鏡を使用した。観測装置は HONIR(Hiroshima Optical Near-InfraRed camera) というもので、カセグレン焦点に取り付けられているため、器械偏光は小さく偏光観測に 適している。

偏光観測には、図2のように半波長板とシングルウォラストンプリズムを用いた。半波長板とは、直線偏光の 偏光方位を変化させることが可能である。半波長板の光学軸を入射光の偏光方位からθ傾けた場合、出射光の偏 光方位は入射偏光方位に対し2θ傾いて出射する。シングルウォラストンプリズムとは、2つの複屈折性をもつプ リズムを光軸が直交するように接着したものである。入射光は常光と異常光という互いに偏光面が90°異なる光 線となって出射する。半波長板を4方位 (φ = 0,22.5,45,67.5°) で回転させて撮影することでキャリブレーション が容易にできるようになる。

偏光はストークスパラメータ (Q, U, I)を用いて評価した。偏光度 Pと偏光方位角 θ は以下のような関係になる。

$$P = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I} \qquad , \qquad \theta = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{U}{Q}\right)$$

シングルウォラストンプリズムから出射する常光と異常光の光の強度をそれぞれ $I_o(\varphi)$ 、 $I_e(\varphi)$ とすると、観測で 得られる強度とストークスパラメータの関係は以下の式で示される。

$$I = \sum_{\theta} (I_o(\theta) + I_e(\theta)) \tag{1}$$

$$\frac{Q}{I} = \frac{1-a_1}{1+a_1} \qquad \left(a_1 = \sqrt{\frac{I_e(0^\circ)}{I_o(0^\circ)} / \frac{I_e(45^\circ)}{I_o(45^\circ)}}\right) \tag{2}$$

$$\frac{U}{I} = \frac{1-a_2}{1+a_2} \qquad \left(a_2 = \sqrt{\frac{I_e(22.5^\circ)}{I_o(22.5^\circ)}} / \frac{I_e(67.5^\circ)}{I_o(67.5^\circ)}\right)$$
(3)



図 3: SN2017eaw と周辺の星の偏光撮像画像



図 4: 超新星周辺の星間偏光



図 5: 近傍の恒星との比較

2.3 偏光測定

SN2017eaw と周辺の星の偏光測定

超新星付近の 10 分角の範囲にある明るい星の偏光測定を行った。図 3 が測定を行った星である。爆発直後の 5 月 17 日の結果は図 4 のようになり、全体的に同じような偏光度、偏光方位角が得られた。つまり、これらの偏光の 原因は天の川銀河内の星間ダストによるものが支配的であり、母銀河内の星間偏光の寄与は小さいと考えられる。 また、天の川銀河内の星間偏光は、経験則から $(1-9) \times E(B-V)$ の範囲内にあると期待されるが (e.g., Serkowski, Mathewson & Ford 1975)、NGC6946 の方向の星間吸収は $A_V = 0.9$ mag であることから、超新星及び近傍星の 偏光は、天の川銀河内の星間偏光として妥当である。

近傍の恒星 (10 度角×10 度角) との比較

超新星付近10度角×10度角の範囲内にあるサンプル星を、既存の偏光カタログ(Heiles 2000)から抽出し、その偏光マップを作成して比較した。図5は偏光度を長さ、偏光方位角を傾きで示した図であり、超新星SN2017eawの偏光を赤色で示している。左図が地球から距離 600pc 以内にあるサンプル星の偏光と超新星の偏光を比較したもの、右図が 600pc より遠いサンプル星との比較である。600pc 以内には偏光度が小さいものが多いのに対し、600pc 以降の超新星の偏光はほとんど等しい。つまり、この方向の星間偏光は 600pc 前後に存在する星間雲によっておおよそもたらされていると考えて良さそうである。

偏光度、偏光方位角の変化

図6は偏光度と偏光方位角の変化を、図7は偏光度の変化と光度曲線をそれぞれ示している。偏光度は最後の4 点が連続して1σを超えてずれており、誤差も勘案して慎重に見極める必要がある。偏光方位角の時間変化は見ら



図 6: 偏光度と偏光方位角の変化

図 7: 偏光度の変化と光度曲線

れず、殆ど変化がない。プラトー終了後のデータは、この図には載せていないが、データは得られている。ただし 光度が暗く、十分な精度での偏光測定ができているかどうか、慎重に解析を進めていく必要がある。

3 まとめと今後

超新星 SN2017eaw は爆発直後に 600pc 以降の近傍の星と偏光度、偏光方位角がほとんど等しいため、天の川銀 河内の偏光成分と考えられ、超新星自体の目立った偏光は現時点では見られていない。今後はプラトーの終わりこ ろの解析をすすめ変動を調べていく。また、R バンド以外のデータも得られていることから、他のバンドのデー タリダクションも進め、星間偏光の波長依存性の解析も進めたい。

参考文献

Leonard et al., 2006, Nature, 404, 505 B.Kumar et al.,2014, MNRAS, 442, 2-12 Yamanaka et al. in prep. NASA/IPAC Extragalactic Database - NED Serkowski, Mathewson & Ford 1975
miniTAO 1mからTAO6.5m望遠鏡へ ~TAO計画の概要と進捗~

高橋 英則

東京大学天文学教育研究センター

Hidenori TAKAHASHI nori@ioa.s.u-tokyo.ac.jp

Institute of Astronomy, The University of Tokyo, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-0015

Abstract

東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センターでは、TAO計画と称する天文台建設計画を推進している。これは赤外線観測に最適化した主鏡口径 6.5mの望遠鏡を世界最高高度(南米チリ北部アタカマ地方、チャナントール山頂5640m)に設置し、広く大気の窓を活かすことで、在来型の同口径鏡を遙かに凌ぐ観測を遂行するという計画である。2009年に開始された口径1mのパイロット望遠鏡(miniTAO)による観測結果を受け、2018年度のファーストライトを目指して口径6.5mのTAO望遠鏡の製作・建設が進められている。

Key Words : Telescope -miniTAO - TAO, Optical - Infrared, Chile - Atacama - Chajnantor

1 TAO計画とは?

東京大学では、天文観測所としては世界最高標高 となる南米チリのアタカマ砂漠、チャナントール山頂 (標高 5640m) に口径 6.5m の大型望遠鏡を建設する 東京大学アタカマ天文台 (TAO) 計画を推進している。 南天における日本唯一の大型光学赤外線観測施設とな ること、新しい波長のフロンティアである 30μ m 以上 を含む 0.3-38 μ m の広い赤外線波長領域で観測能力 をもつなどの特徴を活かして、ダークエネルギー、銀 河や惑星の起源など天文学の重要課題の解明を目指す。 TAO は東京大学における先端的な教育研究施設となる のみならず、全国の大学にも開かれた観測所として運 用を進めていく。

2 TAOサイトの優位性

赤外線の波長域は、大気の吸収によって必ずしもす べての波長帯の光が地上まで到達するわけではない。 そこで、できるだけ大気の吸収の影響を小さくするこ とが重要になる。ここで考えているアタカマ地域は、 アンデス山脈にあり、高度 5000m を越える。その中 のチャナントール山 (高度 5640m) 山頂は気圧が 0.5 気圧を下回り、湿度は大変低く、晴天率も高い。 つまり天文学、特に赤外線観測には最適地である。チ リは南半球に位置しているため、北半球からでは決し て見ることのできない天文学上重要な天域(特に南銀 極、大小マジェラン銀河など)の観測が可能となる。 これはまた、日本のX線衛星、赤外線衛星との強力な 共同観測を可能にする。さらにこの場所は現在 ALMA 計画(大電波干渉計)に程近いサイトでもある。電波 で発見された天体の迅速な確認観測などによって、日 本の観測天文学を有機的に発展させる一つの鍵となる であろう。



国1.1A000年設場所と標同.(月刊生)に2010年6月5 「標高世界一のTA0望遠鏡が動き出す」より)

3 miniTAO 1m望遠鏡

3-1 miniTAO 1mの概要

miniTAO 望遠鏡は世界最高地点 5640m に設置され た光学赤外線望遠鏡であり、小口径ながらも世界最高 の赤外線観測条件を活かし、新しいユニークな研究を 展開するとともに、TAO 計画の推進においてパイロ ット望遠鏡的役割も果たしている。観測装置としては 可視・近赤外線観測装置 ANIR または中間赤外線観測 装置 MAX38 がカセグレン焦点に搭載される。



図2:チャナントール山における大気透過率モデル(上)。VLT 8 m 望遠鏡が設置されているパラナル山での大気透過率モデ ル(下)。従来のサイトでは、2.5µm 付近までの近赤外波長で は大気吸収によって分断されてしまうが、TAO サイトではこ れが連続的につながる。 また 25µm より長い中間赤外線波 長でも透過率が非常に良くなり、 新たな大気の窓が現れる。



図3:チャナントール山頂のminiTAO

miniTAOは近赤外線カメラANIRをとりつけてファー ストライトを果たし、赤外線 Pa α 水素輝線(波長 1.875 μ m)での銀河中心の構造をとらえることに成功 した。その後 9-11 月には望遠鏡の最終調整、ANIR に よる観測を押し進めるとともに、中間赤外線カメラ MAX38 をとりつけてファーストライトを果たし、地上 から波長 38 μ m の光を捉えることに世界で初めて成 功した。ANIR による Pa α 観測の成功と MAX38 によ る 30 μ m帯観測の成功は、Cha jnantor 山頂サイトが世 界最高の赤外線観測条件を備えていることを実証した と言える。また試験用 CCD カメラや ANIR でとらえられ た星像は最良で FWHM ~0.5 "に達し、シーイングにつ いても世界有数の観測サイトであることを実証した。



図4:近赤外線カメラANIR(左)、中間赤外線観測装置 MAX38(右)



図4:天の川銀河の中心領域の画像。可視光画像(左)では中 心には何も見えないが、赤外線では中心部分の構造が見えて くる。近赤外線は電離した水素ガスが満ちていることがわか る。中間赤外線では温かなダストが広がっている様子を観る ことができる。

3-2 miniTAOによるサイエンスの一例

~大質量星クラスターの研究~

核崩壊型超新星の母天体である Wolf-Rayet 星 (WR)、 高輝度青色変光星(LBV)、黄色超巨星(YHG)、赤色超 巨星 (RSG) などの大質量星は銀河のエネルギーの多 くを担い、また質量放出によって周辺の星間物質の形 成や変成に対して、さらに次世代の星形成などに大き な影響を与えるという点で非常に重要な研究対象であ る。これら大質量星を含む銀河系内外の大質量星クラ スターの形成・進化過程および年齢、さらにその空間 分布や星間物質への寄与などの解明を目的として、 ANIR に搭載されている 1.875µm 及び 2.07µm の狭 帯域フィルターと Ks 標準フィルターの撮像観測デー タを用いた研究を行っている。N187 は通常地上からは 検出が非常に困難な Pa α 輝線の他に He 輝線が検出で き、WN型WR星、LBV などの検出に有効である。N207 は WC 型 WR 星に特徴的な CIV 輝線を効率的に検出でき る。このフィルターセットからは3つのバンドから得 られる2色図(color-color diagram)が得られ(図5、 6)、輝線星の検出や減光量の見積もりのみでなく、減 光の大きな領域での減光量を補正した Ks 等級とカラ 一情報を精度良く与えるため、若い天体も含めた大質 量星の形成から終末に至るあらゆる進化段階の天体の 検出に有効である。クラスターごとの分布の違いはク ラスターの IMF や年齢に依存する他,周辺環境や金属 量にも相関があることを示唆する。

銀河中心方向3領域 (Arches クラスター、 Quintuplet クラスター、SgrA*クラスター) ではほぼ すべての既知の大質量星が検出されている他、減光の 大きな或は非常に赤い天体が多数見つかっている。も しこれらの天体が YSO である場合,寿命の短い大質量 星からまさにこれから大質量星になるであろう天体が 同じクラスターに共存することになる。これは大質量 星がクラスター中で、どのように誕生し進化していく のかのシナリオの理解に鍵となるヒントを与える。ま た,ほぼ同じサブクラスの WN を含む銀河系大質量星 クラスターである Arches cluster の観測データにお いて WN 星 の 1.875 µm 超過と WN 星 の Ks 等級の間 に良い相関が得られた(図7)。質量放出量が大きい ほど He 輝線が強くなり 1.875 µmにおけるフラックス 超過が大きくなる一方、質量放出量が大きいほど制動 放射が強くなり Ks 等級で明るくなるため、上記のよ うな相関が見られると考えられる。



図5: [N207/Ks]vs[N187/Ks]の2 色図。いずれも輝線のない 比較的高温度の恒星の SED の値で規格化。CII 輝線天体(WC 型WR 星)は右(上)に、HeII 輝線が強い天体(WN 型WR 星、 LBV など)は原点より上側に、さらに赤い天体は左下に分布 する。クラスター全体の分布で減光の度合いも推定できる。



図6:銀河中心方向3クラスターの2色図。カタログ化されているWR星はほぼ総て然るべき位置にピックアップされている。(Tanaka et al. in prep.)



図7:K 等級とN1875 超過図。○で示されるWN8-9に相関が 見られる(●は通常の星)。これは質量放出量に関係している と考えられる。

さらに系内大質量星形成クラスターの一つである Westerlundlでは、これまでのカタログにはないWR星 候補天体も見つかっており、我々の手法が大質量星検 出のツールとして有効であることを示している。LMC やSMCは金属量が天の川銀河環境とは大きく異なって おり(低金属量)、大質量星ひいてはクラスターの形 成・進化にも違いがあることが考えられる。観測した 複数の領域はクラスターの構成メンバーや進化段階に 多様性があり、これらを系統的に調べることで形成環 境の違いとその後の大質量星クラスターの進化へ議論 が展開できる。

4 miniTAOからTAO6.5m望遠鏡へ

4-1 TAO6.5mの概要

miniTA0の成功を受け、TA06.5mの建設が本格的に進められている。2009年には第1期装置のための予算措置がされ、望遠鏡に先立って開発が開始された(装置詳細は後述)。2013年度には補正予算により、ドームや望遠鏡の製作が開始された。

口径 6.5m の望遠鏡は、国立天文台ハワイ観測所すば る望遠鏡に次ぐ、国有2番目の口径を誇る望遠鏡にな る。TAO のモデルとなっている、同じくチリにある同 口径のマゼラン望遠鏡は、その構造が極力単純化され ており、小グループでも建設・運用が可能である。TAO ではこの考え方を参考に、世界最高標高の地に望遠鏡 を設置することで、赤外線の感度では世界最高性能の 望遠鏡を達成する。F/12.2 の Ritchey-Chretien 光学 系はすばる望遠鏡と同じあり、先に開発が進められて いる第1期観測装置の試験観測がすばる望遠鏡にて行 われる。焦点面の装置交換は基本的に行わない。2つ のナスミス焦点と2つのベントカセグレン焦点の切り 替えは第3鏡の回転で行われる。2つのナスミス焦点 には、近赤外線2色同時多天体分光撮像装置 SWIMS (Simultaneous-color Wide field Infrared Multi-object Spectrograph)、中間赤外分光撮像装置 MIMIZUKU (Mid-Infrared Multi field Imager for gaZing the UnKnown Universe) が搭載される。ベントカセグレン 焦点にはチリ・カトリカ大学と共同開発を行っている Y-band の高分散分光器、また国内機関で共同開発を行 う U-band 装置を搭載する計画が進んでいる。



図8:TA06.5m 望遠鏡

4-2 TAO6.5m開発の進捗状況

TA06.5mは現在製作フェーズに入っている。各部の製 作は基本企業で行われるが、詳細な仕様の決定や進捗 管理はTA0グループで行っている。主鏡, 副鏡, 第三鏡 およびそれらの支持機構はアリゾナ大学スチュワート 天文台リチャード・F・カリス・ミラーラボ(旧 SOML)、 望遠鏡鏡筒架台およびエンクロージャーは西村製作所、 星像位置および波面測定装置と望遠鏡制御ソフトウェ アはLLP京都虹工房、主鏡蒸着装置は三光精衡所が分担 して製作が進められている。



図9:TA0のコンポーネントは全国各地で開発が進められている。仮組、動作試験、勘合試験等完了の後、チリへと輸送される。 観測装置については、既に国立天文台ハワイ観測所に輸送され、実運用のための試験が行われている。



図10:海外で進められているコンポーネント、インフラ等。主鏡セル、主鏡能動制御システムを含む光学系はア リゾナ大学リチャード・F・カリス・ミラーラボが担当している。現地では、サンペドロ・デ・アタマカのベース 基地となる研究棟が2014年に開所した。山頂建設のためのアクセス道路拡張計画も進められている。

1998 年	TAO 計画構想スタート
1999 年	衛星データによる気象条件の調査
2002 年	メンバーがチャナントール山頂に初登頂
2004 年	山頂に気象調査装置を設置
2005 年	チャナントール山が建設地に決定
2006 年	山頂への道路(未舗装)が完成
2009 年	口径 1m miniTAO 望遠鏡ファーストライト
2011 年	世界一標高の高い天文台としてギネスブックに
	登録される
	サンペドロ・デ・アタカマから miniTAO を遠隔
	観測するシステムを構築
2013 年	主鏡および望遠鏡本体等の製作開始
2014 年	サンペドロ・デ・アタカマに山麓研究施設完成
2017 年	第一期観測装置が試験観測のためハワイ観測所へ
2018 年	TAO ファーストライト(EFL)予定

表1:TA0計画の歩み

4-2-1 望遠鏡および光学系

望遠鏡光学系は、視野 φ25分のRitchey-Chretien光 系を採用し、不要な赤外線放射を低減するため光学系 瞳を副鏡に置いている。主鏡、副鏡、第3鏡にはボロシ リケイト鏡材のハニカム軽量鏡が採用されている。観 測中の鏡面精度維持のための主鏡能動制御システムも 搭載される。望遠鏡架台はトライポッドディスク型の 経緯台であり、望遠鏡方位軸・高度軸ともに流体静圧 軸受とフリクションドライブが採用されている。鏡の 製作はアリゾナで最終工程に入っている。望遠鏡は兵 庫県・明石市で仮組、動作試験が行われており、これ らはチャナントール山頂で融合することになる。

4-2-2 エンクロージャー

エンクロージャー(ドーム)は、山頂施設の風の影響について九州大学応用力学研究所と環境 GIS 社と の共同で、九州大学のスパコンを用いたエンクロージ ャー内部および周辺の詳細なモデルを用いた大規模な 風況計算を実施して設計された。その結果、Giant Magellan 望遠鏡に似た、カルーセル型ドーム形状が採 用された。現在は、大阪府能勢町で仮組、動作試験が 行われており、山頂アクセス道路完成の後、速やかに 山頂へ輸送、建設が開始される予定である。

4-2-3 蒸着装置

蒸着装置とは、経年劣化による鏡面の反射膜を再生 し、望遠鏡の光学性能を維持するための装置である。 蒸着は併設された観測運用棟において行われるが、TAO の主鏡は非常に繊細に扱わなければならないため、一 連の蒸着作業は、主鏡が主鏡セルに入ったままの状態 で行われる。蒸着時は主鏡セルが上下チャンバーの間 にサンドウィッチされる形となる。つまり主鏡セルも 真空チャンバーの一部となることが特徴である。作業 に必要な専用の洗浄装置および主鏡(セル)移動台車 は既に完成しており、問題なく洗浄・剥離が行われる こと、さらに主鏡セルを安全に且つ十分な余力を持っ て移動・昇降できることが確認されている。

4-2-4 観測装置

第1期観測装置は、望遠鏡に先立って開発が進めら れた。近赤外観測装置、中間赤外観測装置ともに三鷹 での基本開発フェーズは終了し、実運用に向けた特性 評価試験に入っている。チリでの運用の前に、すばる 望遠鏡での試験観測を行う予定で、現在2台ともハワ イ観測所に輸送され、最終チェックが行われている。

前述の通り、TAO 6.5m 望遠鏡が建設されるチャナン トール山では赤外線観測の妨げとなる水蒸気が極めて 少ないことが実証されており、これにより近赤外線波 長域 (0.9-2.5 μ m) のほぼ全域において透明度の高い 大気を通した観測が可能となる。この特長を活かした 近赤外線観測装置SWIMSは、広い視野 (~ ϕ 9分角)に 渡って、近赤外線の2つの波長域 (0.9~1.4 / 1.4~ 2.5 μ m)を同時に撮像もしくは多天体分光することが できる。



図11:近赤外線波長全域を網羅する多様なフィルターバンド を持つこともSWIMSの特徴である。



図 12:可視近赤外線におけるサーベイ能力の比較。横軸が 検出限界、縦軸がサーベイ範囲。TAO は比較的深く、広範囲 なサーベイが可能である。

中間赤外線観測装置 MIMIZUKU の特長は、二視野同時観測を実現するフィールドスタッカー機構である。 地上中間赤外線観測では難しい標準星と観測天体の同 時観測を実現し、リアルタイムな大気透過率の較正を 行う事で測光・分光精度を向上させ、時間変動を切り ロに天体周囲のダストの形成・破壊・変性過程に迫る 観測が可能になる。



図13:フィールドスタッカーの構造と概念図。



図 14:中間赤外線観測計画 (スペース・地上) における空 間分解能の比。30 µm帯では TAO の空間分解能が抜群に高 いことが分かる。

4-3 観測運用計画

TAO望遠鏡はTMTなど30m級超大型望遠鏡・衛星望遠鏡 時代にあって、すばる望遠鏡と共に日本の研究者が独 自の研究を進められる観測環境を提供する。TAO望遠鏡 の観測時間の4割は国内枠として、できるだけ若手の研 究者が望遠鏡に触れ、望遠鏡・観測装置の開発・維持 の経験を積むことで,望遠鏡の能力を最大限発揮した 観測を行うためのみならず、次世代の特長ある様々な 計画を推進していく。一方望遠鏡時間の5割は、東京大 学が他の大学・研究所と連携をしながら、共同研究プ ログラムの実施を行う。この共同研究時間では、特に 萌芽的な研究や学位論文のための観測を重視し、所属 組織によらず次世代の若手の育成を重視した観測時間 割り当てを行う。また近赤外線における広視野性能を 活かした大型サーベイや、モニター観測、ToO(Target of Opportunity)観測など、完全共同利用の望遠鏡で は実現が簡単ではない種類の観測にも対応する。なお 望遠鏡時間の1割は、望遠鏡を設置するチリ共和国の研 究者に提供される。これはチリの政令にもとづき、学 術協定を東京大学と締結したチリの大学を通して観測 プログラムの採択が行われる。



http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/TAO/index.html http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/TAO/swims/ http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/TAO/mimizuku/pub/ http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/kibans/anir_jp/ http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/kibans/max38_en/

共生星 V694Mon(MWC 560)の分光観測

安藤 和子⁽¹⁾、赤澤 秀彦⁽¹⁾⁽²⁾、福田 尚也⁽¹⁾、田邉 健茲⁽¹⁾⁽³⁾ (⁽¹⁾岡山理科大学、⁽²⁾船穂天文台、⁽³⁾理化学研究所)

概要

V694 Mon (いっかくじゅう座 V694、別名 MWC 560) は M 型巨星と白色矮星からな る共生星と考えられている。1990 年に観測史上最初のアウトバーストが観測され、極大等 級は V=9.2 であった。このとき輝線に青方偏移した吸収線を伴った P Cygni プロファイル が見られ、速度のピークは 6000 km/s であることが報告されている(Tomov et al. 1990 な ど)。

この天体が 2016 年 2 月に 8.8 等まで増光していることが発見され、我々は岡山理科大学 天文台、および船穂天文台の小口径望遠鏡に低分解能可視分光器を取り付けてこの天体の 分光観測を行った。得られたスペクトルのうち Balmer 線中に明瞭な P Cygni プロファイ ルが得られ、H a から求められた外層の膨張速度は、観測初日の 3 月 26 日におよそ 1500 km/s であった。ここでは、観測で得られたスペクトルならびに膨張速度の変化、1900 年 のアウトバーストとの比較を報告する。

1. はじめに

V694 Mon は、1943 年に Merrill & Burwell によって B 型輝線星として発見され、 MWC 560 として登録された。Sanduleak & Stephenson(1973)が行った強い輝線天体のサ ーベイで SS73 カタログの 5 番目にリストアップされた。その年、この天体は 12.5 等で観 測されている。Bond(1984)らは、この天体が 11 等の輝線天体で、青~紫外域で幅の広い (-3000 km/s) He I の吸収線が存在している一方、H α 領域で M 型スペクトルが卓越している ことを指摘した。さらに数分のタイムスケールで 0.2 等のフリッカリングも観測し、これら から V694 Mon は M 型巨星とコンパクトな伴星を含む共生星のような連星系であることが 示唆された。

ここで共生星とは、高温度星(高励起状態の輝線を示す星)と低温度星(分子の吸収線を 示す星)に特有のスペクトルを併せ持つ星とされる。一般的に不規則な変光を示し、静穏期 でも複合的スペクトルに輝線を示す。

1990年まで、発見以来ほとんど研究が進まなかったが、Tomovらによって観測が進められ、Balmer線中に複雑なプロファイルがみられ、かつ数日の時間スケールで変動することが分かった。そして 9.65 等まで増光していることが観測され、このとき輝線に青方偏移した吸収線がともなった P Cygni プロファイルが見られた。膨張速度の最大値は約 6000 km/s であることが報告されている。Tomov らはこの天体が強いジェットを示すブラックホール

連星である天体の SS433 に似ていると考え、視線方向にジェットを噴出していると推測していた。

2. 観測と解析

観測は 2016 年 3 月 26 日から 23 夜の分光観測を岡山理科大学天文台と船穂天文台にて 行った。岡山理科大学天文台では口径 280 mm の Celestron C11 (F10)を使用し、そこに SBIG 社の DSS-7 と ST-402 を取り付けた。船穂天文台では口径 360 mm の Celestron C14 (F11)に同系の CCD カメラと分光器を取り付け観測した。

画像処理に使用したソフトは、BeSpec(開発者:元美星天文台研究員 の川端哲也氏)、 AIP4Win ver2 (開発者: Berry & Burnell 2005)、すばる画像解析ソフト Makalii (国立天文 台&株式会社アストロアーツ)を使用した。

3. 2016年増光時のスペクトル

図1はV694 Monの2016年増光時のスペクトルである。

主に P Cygni プロファイルを持つ水素のバルマー線(Hα,H8,Hγ)の顕著な輝線がそれぞれ波 長 6563,4861,4340Åに現れている。それ以外に Fe II(波長 5941,4957Å)の弱い線が現れ ている。



図1 2016 年増光時の V694 Mon のスペクトル

4. 議論

岡山理科大学観測チームは3月26日に初めて観測を行い、膨張速度はH α で1500 km/s、 H β は 1700 km/s となった。このことより増光し、すぐに減速しているようにも感じられる。1990年の観測では、増光から約3ヵ月後に-1380 km/s まで減速している。



図 2 2016 年の H α (左) と H β (右) の輝線のピークによる膨張速度

増光幅から考えると、今回のアウトバーストの規模は1990年と同等か、もしくはそれ以上 である。一方膨張速度が小さい。このことに関して①ジェットの歳差運動のため、②噴出し たジェットが外層にぶつかり減速されたことが原因であると考えた。

減速が降着円盤の歳差運動のためにジェットの見る角度が変わったとして、その角度を見 積もると 75°となった。歳差運動として角度が大きすぎるかもしれないので、①は考えにく いと思われる。

5. まとめ

2015 年の V694 Mon の増光は、1990 年に観測された増光よりも振幅が大きく、持続時間がはるかに短かった。岡理科大学観測チームは、2016 年の増光から 23 夜分光観測を行った。スペクトルには主に P Cygni プロファイルを持つ水素のバルマー線(H α , H β , H γ)の顕著な輝線、それ以外に Fe II の線が見られた。そして、増光時のスペクトルから輝線の輪郭に非対称性がみられ、吸収成分に速度がみられることから、今回の増光は新星的爆発である

と考える。

参考文献

Bond, H. 1984, "The extraordinary Symbiotic-like variable MWC560", BAAS, 516

Ferreira, J., <u>http://www.lafterhall.com/spectroscopy_of_symbiotic_Type_Stars.html</u>

- Iijima, T. 2002, "MWC 560: An SS 433 type object with a white dwarf" , A&A, 391,617-623
- Merrill, W. & Burwell, G. 1943, "Dupplement to the mount Wilson cataloge and bibliography of stars of classes B and A whose spectra have bright hydrogen lines", ApJ, 98, 153-184
- Percy, J. 2007, "UnderstandingVariable Stars", pp.253-255,124-126, Cambridge
- Sanduleak, N. & Stephenson, B. 1973, "Low-dispersion spectra and garactic distribution of various interesting strong-emission-line objects in the southern milky way", ApJ, 185, 899-913
- Tomov, T., Kolev, D., Georgiev, L., Zamanov, R., Antov, A., & Bellas, Y. 1990, "MWC 560a unique astrophysical object" Nature, 346, 637-638

Williams, E.R. 1992, "The Formation of Novae Spectra", AJ, 725-733

共生星 CH Cyg の活動期に見られた高速ジェット その他の現象について

イタリア国立パドバ天文台 アジアゴ天体物理観測所

飯島 孝

概 要

共生 (Symbiotic) とはヤドカリとイソギンチャクやマメ科の植物とバクテリアなど、お互いに持ちつ持 たれつの関係のことを言うが、共生星とは M 型星など低温度星なのに惑星状星雲などに見られる高電離イ オンの輝線を伴う天体をいう。それに Symbiotic Star (共生星) と名付けたのは命名者のちょっとしたユー モアだったようである。実際は低温度と高温度の部分が共存しているだけで、助け合いのようなことがある 訳ではないから、共存星あるいは複合スペクトル型天体といった名前も提案されたが、命名者の意向を尊重 して共生星という名前が使われている。CH Cyg は可視光領域では 7~9 等で最も明るい共生星でありこれ まで多くの観測がなされてきたが、アジアゴでの観測で活動期における高速ジェットや A1 V 型星に対応す る吸収線の存在など、これまであまり知られていない現象が見つかったのでそれについて報告する。

1 共生星の定義

K型星、M型星、炭素星、ミラ型変光星など低温度星でそこに He I, He II, Fe II, [O III], [N II], [Ne III] な ど通常は惑星状星雲など高温度の天体で観測される輝線が見えている天体のことを共生星という。1980年代 には晩期型星のコロナが異常に発達して強い輝線を出すようになっているとか、赤色巨星が惑星状星雲に進化 する過程にあるとか単独星モデルも提案されていたが、それらはその後の研究で否定され、現在では赤色巨星 と高温度星からなる連星系モデルが定着している。高温度星は大部分が白色矮星で準矮星や中性子星もあると 考えられている。連星系の軌道周期は1~3年で赤色巨星がロッシュローブをほぼ満たしている場合と10年以 上で質量移送は星風による場合があると考えられている。

2 共生星の種類

1) 古典的共生星

数年のタイムスケールの不規則な変光があり、何年かに一度弱いアウトバーストを起こす。Z And, BF Cyg, CI Cyg, V1329 Cyg, AX Per, BX Mon, AG Dra, MWC 560 (V694 Mon) など。

- 2) 共生星型新星 (Symbiotic novae) 最初の増光は古典新星に似ているが極大光度が 10 年以上続き、その後で惑星状星雲のようなスペクトル が現れる。V1016 Cyg, HM Sge, PU Vul (Nova Vul 1979), AG Peg, RT Ser, RR Tel など。
- 3) 共生星型再帰新星 (Symbiotic recurrent novae) 再帰新星で静穏期に赤色巨星のスペクトルが見える。T CrB, RS Oph, V745 Sco, V3890 Sgr, V407 Cyg¹ など。

¹ V407 Cyg はまだ一回しかアウトバーストを起こしてないが、静穏期にミラ型星のスペクトルが見えるのでこのクラスの天体に 分類されると考えられる。

この他に星周塵がある D 型とない S 型に分ける場合もある。共生星型新星と共生星型再帰新星では高温度 星は白色矮星で、アウトバーストは普通の新星と同じように水素の熱核反応によると考えられている。これに ついては蜂巣、加藤達による詳細な解析が行われている (e.g., Hachisu et al. 2006; Kato et al. 2012)。

古典的共生星の弱いアウトバーストでは高温度星の表面温度が上がり、高温度星や降着円盤が明るくなるが その原因はまだ不明。質量降着量が増えると考えられているが、それは降着円盤内部の問題なのか、それとも 連星系内の質量移送量が増えるのか明らかでない。共生星の降着円盤はスケールが大きいので矮新星のような 不安定は起きないと考えられているが別の不安定要因があるのか、また質量移送の変化ならその原因は何か、 これらの問題はまだ未解決である。

3 CH Cyg (HD182917) について

1930年代までは典型的な赤色巨星で M6 III の標準星として扱われていたが、1960年代に高温成分が現れ て今では古典的共生星に分類されている。可視光領域では 7~9 等で最も明るい共生星である。

M 型星の吸収線の視線速度の変化に 15 年周期があることが知られている (Yamashita & Maehara 1979)。 それ以外に 700 日前後の周期もあり、例えば Hinkle et al. (1993) は 756 日としている。CH Cyg は三重連星 で第三の天体は G 型星らしい。M 型星と白色矮星からなる共生星の連星系の周期はどちらなのかが問題だが、 それはまだ未確定。ただし我々の観測結果は後述のように 756 日周期を支持している。

4 CH Cyg の低分散スペクトル²



図 1: CH Cygの静穏期(下)と活動期(上)の低分散スペクトル

² 低分散分光はパドバ大学アジアゴ天体物理観測所の 122cm 反射鏡に装着された Bollar & Chivens グレイティング分光器で行われた。波長分解能は $\lambda/\Delta\lambda\!=\!\!1000_\circ$

1998年の夏に約2等増光して活動期に入り2000年初頭まで続いた。また1999年末には食現象による減光 が見られた。2000年以降はずっと静穏期が続いていたが2017年の春からまた活動期に入った。

図1 は静穏期(2016 年 8 月 8 日)と活動期(2017 年 5 月 14 日)の低分散スペクトルである。静穏期では M 型星の吸収バンドが良く見えていて、H I, [O III], [S II], [Ne III] などの輝線が見えるが強くない。また He I の輝線はほとんど見えない。活動期のスペクトルでは輝線が非常に強くなっていて、特に He I の変化が著 しい。これは高温度星の温度が上昇していることを示している。また短波長域の連続光が強くなっていること から、高温度星や降着円盤が明るくなっていることがわかる。それと水素のバルマー線に吸収成分が見えてい て、高速度の質量放出が起きていることを示している。H_βの吸収成分の短波長端の視線速度は -2270 km/s である。

5 CH Cyg の高分散スペクトル³

図2と図3は前回の活動期に観測された高分散スペクトルである。1998年5月10日はまだ静穏期で H_βの巾 は狭く、ほぼシングルピークだった。6月14日は活動期の初期で H_βはダブルピークですそが広がり、Fe II の 輝線も巾が広くなっている。8月9日になると H_βに非常に巾の広い輝線成分が現れた (FWZI ~2800 km/s)。 それと同時に Fe I, Cr I, Ti I など中性金属の吸収線が現れた。これらは静穏期には見られず、M 型星の吸収 線とは明らかに異なり、A 型主系列星 (A0~1 V) で見られる吸収線に対応する。しかし A 型主系列星なら水 素のバルマー線の巾広い吸収が見えるはずだが、それは見えていない。

A 型主系列星に対応する吸収線の視線速度は 1998 年 8 月 9 日から 13 日までの平均で -29.2 ± 0.6 km/s で あった。これは同じ時期の M 型星の吸収線の速度 -65.2 ± 0.4 km/s とは大きく異なるので前者は高温度星の 近くで形成されていると考えられる。756 日の周期ではこの時の軌道の位相は 0.81 なので低温度星と高温度 星が地球から見てほぼ横に並んでいると考えられる。この時の連星系の重力中心の速度は -62.5 ± 0.2 km/s と推定されるから、高温度星と低温度星の軌道運動の速度はそれぞれ K1=33.3 ± 0.7, K2=2.7 ± 0.5 km/s に なる。円軌道を仮定するとケプラーの法則によりそれぞれの質量は M1=0.27 ± 0.06, M2=3.4 ± 0.2 太陽質 量となり、これは共生星として常識的な値である。それに対して連星系の周期が 15 年なら高温度星の質量は 1.9 太陽質量より大きくなり、それはありえないので、我々の観測結果は共生星の連星系の周期が 15 年ではな く 756 日であることを支持している。ただし、まだデータの解析中で、これらは暫定値なので今後少し変わる かも知れない。

1999 年になると質量放出が始まり巾の広い吸収線が見えてくる (図 3)。2 月 3 日のスペクトルでは -635 km/s と -397 km/s に巾の広い吸収線が見える。ダブルピークの短波長側は新たに出現した -190 km/s の巾の狭い吸収線で削られている。またこのスペクトルだけでは -1095 km/s に吸収線があるのか -1524 km/s に輝線があるのか不明である。長波長側は 4900Å 付近まで輝線のすそが広がっているようである。A 型主系列 星の吸収線は消えている。2 月 26 日には CH Cyg の観測史上最高速度 (-2470 km/s) の質量放出が観測された。それ以外に -1705 km/s と -690 km/s の吸収線が見える。また -1500 km/s 付近にも弱い吸収線がいくつか見える。巾の狭い -190 km/s の吸収線は消えている。

高速ジェットを出す共生星としては MWC560 (V694 Mon) が良く知られていて、最大で 6000 km/s のジェットが記録されているが (Tomov & Kolev 1997) 通常は 3000 km/s ほどのジェットが観測されることが多い (Schmidt et al. 2001; Iijima 2002)。このような高速ジェットは降着円盤に対して垂直方向に出ると考えられ ていて、MWC560 の場合はそのジェットがたまたま地球の方角に向いているようである。それに対して CH Cyg は食連星だから降着円盤が連星系の軌道面から大きく傾いているというようなことでもない限り、高速 ジェットが降着円盤に沿った方向に出ていることになる。そのメカニズムの詳細は不明である。

³ 高分散分光はパドバ天文台エカー山観測所の 182cm 反射鏡に装着された Reosc Echelle 分光器で行われた。波長分解能は λ/Δ λ =15000。





図 2: CH Cyg の高分散スペクトル静穏期と活動期初期

図 3: CH Cyg の高分散スペクトル活動期

参考文献

Hachisu, I., Kato, M., Kiyota, S., et al. 2006, ApJ 651, 141

Hinkle, K.H., Fekel, F.C., Johnson, D.S., et al. 1993, AJ 105, 1074

Iijima, T., 2002, A&Ap, 391, 617

Kato, M., Mikolajewska, J., & Hachisu, I., 2012, ApJ 750, 5

Schmidt, H.M., Kaufer, A., Camenzind, M., et al. 2001, A&Ap 377, 206

Tomov, T. & Kolev D., 1997, A&Ap Sup. 122, 47

Yamashita, Y. & Maehara, H., 1979, PASJ 31, 307

三瓶自然館での接触連星 TX Cnc の観測

矢田猛士 (島根県立三瓶自然館)、鳴沢真也 (兵庫県立大学)

1. はじめに

連星系のうち、それぞれの成分星がロッシュ・ローブを満たして接触しているものを接触連星(contact binary)と呼び、そのうち、共通の外層大気を持つものを over-contact 連星と言う。接触連星のうち両成分星 のスペクトル型が晩期のものは、代表的な系である、おおぐま座 W 星の名前から W UMa 系(または低温接 触連星)と呼ばれる。これまでに、W UMa 系については、成分星のそれぞれの質量はかなり異なるにもかか わらず、ほぼ等しい表面温度を持つこと(例えば Binnendijk 1965)、対流的な共通大気を介して主星(より質 量の大きい星)から伴星(より質量の小さい星)にエネルギーが輸送されていること(例えば Lucy 1968a,b; Mochnacki 1981)、軌道周期は成分星の平均密度と強く結合していること(例えば Webbink 2003)などが指 摘されている。

さらに、W UMa 系は A 型とW 型に分類される。A 型は、主星の方が伴星に比べて大きく高温であり、W 型では、主星の方が伴星に比べ大きいが低温となっている(例えば、Kallrath & Milone 2009)。A 型および W 型のそれぞれで非対称な光度曲線を示すが、W 型の方がその傾向が大きくなり、O'Connell 効果(Max I(主 極小の後の極大)と Max II(副極小の後の極大)の光度に差が見られる現象)も W 型 W UMa 系において、 観測される頻度が高くなる(例えば、Davidge & Milone 1984)。

TX Cnc は、かに座のプレセペ星団(M44, NGC2632) にある W型 W UMa 系の over-contact 連星である。 TX Cnc は、Haffner により 1937 年に発見され、Yamasaki & Kitamura (1972) などが全位相の光度曲線を報 告している。プレセペ星団は 6 億歳程度と言われ (例えば、Kraus & Hillenbrand 2007)、この年齢でも W UMa 系連星になれるかなど、TX Cnc は連星進化のモデルにとって、重要な系であると考えられている。

Spectrum:	F8V+F7V	
Position (2000.0):	08h 40m 01.7s, +18d 59' 59''	
Brightness:	10.00 to 10.35 mag	
Ephemeris of the Min I:	2456293.644+ E * 0.38288291 days	
Source:	GCVS	

表1 TX Cnc について

本研究では、TX Cnc の CCD 測光観測を行い、光度曲線の解析から連星系の物理量を決定することなどを 目的としている。観測は、島根県立三瓶自然館のカセグレン式 60 cm 反射望遠鏡(F10、西村製作所)を用い て実施した。三瓶自然館は、大山隠岐国立公園三瓶山地区に位置する自然系博物館で、国立公園のビジターセ ンターとして 1991 年に三瓶山の北の原に開館した。その後、三瓶山の噴火で埋もれた縄文時代の森(三瓶小 豆原埋没林)の発見などを受け、2002 年に自然系博物館として拡充整備が行われ、あわせて上記の 60 cm 反 射望遠鏡1基、および、クーデ式 20 cm 屈折望遠鏡(F9、五藤光学研究所)4基が設置された。これらは公開 天文台の望遠鏡として、自分の目で本物の天体を観察する体験を通して、来館者の生涯学習や科学リテラシー の涵養に貢献している。また、2012 年 11 月には冷却 CCD による UBVRcIc 測光システムが整備され、公開天 文台における中小口径望遠鏡を使った観測テーマの開拓と普及の一環として食連星の多色測光観測に取り組 んでいる。本稿では、三瓶自然館でこれまでに得られた TX Cnc 観測データについて報告する。

2. 観測装置および観測星野

TX Cnc の測光観測では、望遠鏡は三瓶自然館の 60 cm 反射望遠鏡 F10(図1)、冷却 CCD は SBIG ST-10XME、 フィルタホイールは SBIG FW8-8300 をそれぞれ使用している。観測時はレデューサを使用し、観測の視野角 は 17.2 分角 × 11.5 分角(図 2)となっている。望遠鏡、および、CCD の制御は、それぞれ、Nishimura The Master of Telescope および MSB Astroart5 を使用した。相対測光のための比較星として図 2 の C1 (HD73480) および C2 を選択した。標準的な露出時間は、V バンドでは 45 秒程度である。観測データの整約には、AIP4Win

(Astronomical Image Processing for Windows)を使用し、ダーク処理、フラット処理を行った後、アパーチャー測光を行っている。



図1 三瓶自然館 60 cm 反射望遠鏡



図2 観測星野

3. 結果および考察

2014 年 3 月 31 日、2017 年 4 月 23 日、および、2017 年 4 月 30 日の 3 夜の観測で得られた光度曲線を図 3 に示す。先行研究で報告されている光度曲線から、TX Cnc では、時期によって O'Connell 効果の様子が変化 していることが知られている(例えば、椎名&岡崎 2007)。Zhanget et al. (2009) は、Wilson-Devinney (WD) コードでの光度曲線解析の結果から、TX Cnc における O'Connell 効果の原因は、主星に発生するホットスポ ットのためとしている。今回の観測結果では、Max I と Max II の差は、エラーバーの範囲内であり、O'Connell 効果の有無は不明であった。



図3(a) 観測で得られた TX Cnc の光度曲線



2014 年 3 月 31 日に主極小が観測され、その中央時刻(O)は 2456748.12996 であった。GCVS の予報式 C (Min I Hel. J.D.) = 2456293.644 + 0.38288291E によると、観測された主極小は E=1187 となり O-C = 0.00395 day で あった。図 4 に公転周期の O-C 図を示す。これは Generator for the Lichtenknecker-Database of the BAV

(http://www.bav-astro.eu) による。本研究で得られた主極小の値を*印で示している。これより、公転周期 は過去少なくても 24 年間は一定であると思われる。



図4 TX Cnc の公転周期の変化

(O-C)-Generator for the Lichtenknecker-Database of the BAV による、過去の観測結 果と本研究で得られた主極小(右端の☆)での値。予報式は GCVS 5.1.によるもの。

4. 今後の展望

三瓶自然館では、TX Cnc の全位相をカバーできるよう引き続き観測を行う予定である。あわせて、Prša (2005) を中心に WD コードをベースに、オープンソース (GPL2) としてコミュニティ開発が行われている PHOEBE (PHysics Of Eclipsing BinariEs) を使用した光度曲線解析を行い、連星系の物理量を決定したいと考えてい る。なお、TX Cnc は Kepler K2 ミッションのターゲットにもなっている。このデータが公開された後は、我々 の光度曲線と比較して、今後の研究方針の参考としたい。

謝辞

This research has made use of the Lichtenknecker-Database of the BAV, operated by the Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV).

参考文献

Binnendijk, L. 1965, Kleine Veröffentlichungen des Remeis-Sternwarte Bamberg, 40, 36

Davidge, T. J., & Milone, E. F. 1984, ApJ. Suppl, 55, 571

Kallrath, J., & Milone, E. F. 2009, Eclipsing Binary Stars: Modeling and Analysis (2nd ed.), New York: Springer

- Kraus, A. L., & Hillenbrand, L. A. 2007, AJ, 134, 2340
- Haffner, H. 1937, Z. Astrophys., 14, 285
- Lucy, L. B. 1968a, ApJ, 151, 877
- Lucy, L. B. 1968b, ApJ, 153, 1123
- Mochnacki, S. W. 1981, ApJ, 245, 650
- Prša, A., & Zwitter, T. 2005, ApJ, 628, 426
- Yamasaki, A., & Kitamura, M. 1972, PASJ, 24, 213
- Webbink, R. F. 2003, ASP Conf. Ser., 293, 76
- Wilson, R. E., & Devinney, E. J. 1971, ApJ, 166, 605
- Zhang, X. B., Deng, L., & Lu, P. 2009, ApJ, 138, 680
- 椎名理恵, 岡崎彰 2007, 連星・変光星・低温度星研究会集録, p.25

V339 Del (いるか座新星 2013)の食変光星検出の試み

聖和学園高 伊藤芳春

概要

2013 年 8 月 14 日に板垣公一氏がいるか座に新星を発見し,後に V339 Del と命名された。この 新星は最大 4.3 等級まで増光し,3 年経過後約 10 等減光し 14 等級台をゆっくり減光中である。新 星は連星である事が知られており,2016 年 8 月から 10 月にかけて食の検出を試みたが検出はでき なかった。この観測には,仙台市天文台観測プロポーザル制度を利用し 1.3m ひとみ望遠鏡で観測 を行ったのでこの制度についても報告する。





図 2 DQ Her 食の検出 (Walker, 1954)

1 はじめに

板垣氏が発見した頃,蔵王山頂でペルセウ ス座流星群をデジタルカメラで撮影していた。 14.6101 日 (UT) から約 1 時間,37 コマ撮影 した中に増光中の新星を捉えていた。その後約 110 日の B, V, Rc, Ic, y 等級による観測結果 を KWS の観測も合わせて図 1 に示す。今回の いるか座新星 V339 Del の観測は,新星爆発後 3 年経過し 10 等級減光中の新星の観測である。

2 検出条件

新星から食変光星を発見するためには次の条 件が考えられる。

1. 軌道傾斜角が大きく連星が食を起こす。

2. 新星爆発時の放出ガスが晴れ上がる。

ガスの晴れ上がりには,時間の経過または減 光が目安になると考えられる。Walker は新星 爆発後 20 年経った DQ Her を 1954 年に観測 し,図 2 の光度曲線を得て新星が食変光星であ ることを発見した。DQ Her の諸元と光度曲線 を表 1 と図 3 に示す。白色矮星の自転による周 期 71.065 秒の変光も観測されている。



図3 DQ Her 光度曲線 (Walker,1956)

表1 DQHer について

位置 (2000)	α 18:07:30 δ + 45:51:32
Magn	1.3-18.08V
Period	0.1936209219
Type	NB/DQ+EA
Spec	WD+M3Ve

3 仙台市天文台

今回の観測には,仙台市天文台の観測プロ ポーザル制度を利用させていただいたので,こ の制度と観測機器を紹介する。

3.1 観測プロポーザル制度とは

【仙台市天文台望遠鏡活用指針】に基づき,仙 台市天文台における「観測」は次のように定義 されている。『観測とは,天体や宇宙の理解を 深めるために,目的と計画を持って天体データ (画像等)を取得し,解析や科学的な考察を加 えた結果を報告・発表・公開する一連の作業を いう。』この方針により,大小さまざまな望遠 鏡の利用制度がある。

利用できる観測装置

- 1. ひとみ望遠鏡
- 2. 可視域撮像冷却 CCD カメラ



図 4 1.3m ひとみ望遠鏡

3. 可視域中分散分光器

応募要件

- 1. 研究者の年齢が満 20 歳以上
- 2. 営利を目的としない
- 3. 観測希望時間 15 時間以内

所定の書式にしたがって計画を提出し,許可 され観測を開始した。

3.2 1.3m ひとみ望遠鏡

表2 仙台市天文台ひとみ望遠鏡

主鏡有効口径	$1300\mathrm{mm}$
カセグレン焦点	F4.85
ナスミス分光焦点	F9.69
ナスミス眼視焦点	F4.85
架台形式	経緯台
架台駆動速度	2度/秒
導入高度限界	14 度
冷却 CCD カメラ	カセグレン焦点
中分散分光器	ナスミス焦点
位置 北緯	38度15分23秒
東経	140度45分19秒
標高	165m

表3 可視域撮像冷却 CCD カメラ

CCD チップ	E2V CCD44-82×2枚
ピクセル数	2048 × 4096 × 2枚
ピクセルサイズ	$15\times~15~\mu$ m
センサーサイズ	30.7×61.4 mm × 2枚
最低露出時間	4秒
オーバーヘッド	約 30 秒
視野	32.6×32.6
ピクセルスケール	0.48
Fits 画像サイズ	$16,\!392\mathrm{kb}$
データ転送	約1分

4 観測方法

V339 Del は V, Ic で 14, 16 等級と暗いた め仙台市天文台の 1.3m ひとみ望遠鏡を利用し た。Ic フィルターはガスの影響を受けにくい と考えられるので使用した。

5 観測予定日と晴天率

天気が悪かったため日程変更により 9 夜予 定したが,実際に天文台に行ったのは 6 夜,撮 影できたのは 3 夜, 12 時間であった。(表 4)

一般に仙台の夏は海からの涼しい気流により 曇りやすく,仙台市天文台の北西に沼があり湿 度が高くなりやすい。晴天率は約3割である。 V339 Del,比較星,チェック星のデータを表5 ~7に示す。

6 測光結果

撮影画像の一部を図5に,3夜の全ての測光 結果をやや薄曇りのデータも含め図6~9に示 す。観測時間内に明瞭な食は検出できなかっ た。観測期間80日の間にV等級で0.098等, Ic等級で0.106等減光した。うす曇りや夏季の 比較的湿度の高い条件での観測としては,特に

表 4 観測予定日と晴天率		
月日	観測時間	
7/28	×	
7/31	×	
8/4	$21:20 \sim 27:30 \bigcirc$	
8/8	×	
10/4	$18:48 \sim 20:52 \bigcirc$	
10/24	$18:47 \sim 22:01 \bigcirc$	
11/1	$18{:}00{\sim}21{:}30\times$	
11/23	$18{:}00{\sim}20{:}00\times$	
11/25	$18{:}00{\sim}20{:}00\times$	

表5 V339Del (いるか座新星 2013)

位置 (2000)	α 20:23:31 δ +20:46:04
V	4.3 - 17.6
Period	-
Type	NA
Spec	-
表	6 比較星 C1
位置 (2000)	α 20:23:38 δ +20:45:31
V	13.480
B-V	0.575
表 7	チェック星 C2
位置 (2000)	α 20:23:10 δ +20:45:46
V	14.202
B-V	0.584



図5 V339 Del の撮影画像(V)



図7 V339 Del の 8/4 比較星との Ic 等級差

Ic では 16 等級と暗かったが 0.01~0.02 等の精 度で観測することができた。

7 まとめ

新星発見から3年後,V,Ic 等級での周期6 時間以内の食は検出できなかった。連星の周囲 のガスが濃いためか,または連星系が軌道傾斜 角が小さいため食を起こさない可能性がある。 最後になりましたが,仙台市天文台にはたいへ んお世話になりました。感謝申し上げます。

参考文献

[1] Walker, M.F. 1954, Pub. AS. P, 66, 230



図8 V339 Del の 10/4 比較星との Ic 等級差



図 9 V339 Del の 10/24 比較星との Ic 等級差

- [2] Walker, M.F. 1956, Apj, vol. 123, p68
- [3] 北村正利,1992, 測光連星論, ごとう書房
- [4] 岡崎 彰,1994, 奇妙な 42 の星たち-宇宙の 秘密教えます, 誠文堂新光社
- [5] 清田誠一郎,内藤亮介,永井和男,渡辺 誠,2014,いるか座新星観測キャンペーン報 告書
- [6] 前原裕之,2015,KWS(Kamogata/Kiso/Kyoto Wide-field Survey)の3色同時測光対応化 とそのデータを用いた明るい変光天体の観 測,変光星観測者会議2015
- [7] 仙 台 市 天 文 台 ホ ー ム ペ ー ジ,http://www.sendai-astro.jp/
- -48-

食連星における質量移動の性質

高妻 真次郎 中京大学 e-mail: skouzuma@lets.chukyo-u.ac.jp

概要

Kepler eclipsing binary catalog (KEB カタログ)の中にある overcontact 型の食連星を対象に、ケプラー宇宙望 遠鏡の観測した光度曲線を用いて作成した *O* – *C* 図を利用することで、質量移動率に対する軌道周期、質量比、 各星の質量との相関関係を調べた。その結果、質量の大きな星から小さな星へと質量移動が起きる場合には質量 移動が進むとともにその移動率が増加し、質量の小さな星から大きな星への質量移動の場合には質量移動が進む とともにその移動率が減少する傾向が見られた。しかし、KEB カタログにある連星のタイプや質量比のような物 理量は、光度曲線のモデリングを行わずに推定しているため、不確定性が大きい可能性がある。そこで、過去の 文献を探り、光度曲線のモデリングによって食連星のタイプや測光要素が求められている天体のデータを集め、こ れらの質量移動率の統計的性質についても同様に調べた。以上の2種類の手法によって得られた質量移動の性質 を比較したところ、多くの相関関係において、矛盾しない結果が得られた。

1 はじめに

連星系では、系を構成する2つの恒星が重力的に束縛 されており、2星間での相互作用がその構造や進化に大 きな影響を与える。片方あるいは両方のロッシュローブ が満たされている semi-detached 型や contact 型のよう な近接連星では、ラグランジュ点を通して質量移動が起 きる可能性が高い。質量移動により連星系の質量比や連 星間距離、ロッシュローブの形状などの物理状態が変化 するため、連星の進化を究明するうえで質量移動の影響 を無視することはできない。

これまでの研究では、個々の連星系について、主にそ の軌道周期の変化を調べることで質量移動率の見積もり を行っているものが多かった。一方で、質量移動率を統 計的に調べている先行研究は少なく、その性質は詳しく わかってはいない。

本研究では、ケプラーの食連星カタログに含まれる overcontact 型の食連星を対象に、その質量移動率を見 積もり、連星系の各種物理量との相関関係を調べた。さ らに、過去の文献を探り、質量移動率が算出されており、 なおかつ光度曲線のモデリングで連星系のタイプや測光 要素が決定されている天体のデータを収集した。これら についても質量移動の統計的な性質を同様に調べ、その 結果、一部の相関関係においてケプラー食連星と類似し た傾向が見られた。

2 ケプラー食連星の質量移動率の見 積もり

2.1 Kepler Eclipsing Binary Catalog

ケプラー宇宙望遠鏡は 2009 年に打ち上げられ、約4 年間の主観測ミッションでおよそ 16 万天体の明るさを 継続的に観測した。その主目的は太陽系外惑星の探査で あり、トランジット法を利用して系外惑星を検出するた め、高い時間分解能でわずかな明るさの変化も検出でき る仕様となっている。この仕様は、食連星の検出や観測 にも最適であり、ケプラーのデータを用いた食連星研究 も活発になされてきた。

Kepler Eclipsing Binary Catalog(以下、KEB カタ ログ)は、ケプラーのデータを活用し、その光度曲線 から食連星の候補天体を選抜してまとめたカタログで ある。KEB カタログには、detached、semi-detached、 overcontact といった連星タイプの分類に加え、有効温 度などの物理量も含まれている。特に、overcontact と して分類されている食連星には、ニューラルネットワー クにより見積もられた質量比の情報もある。

2.2 質量移動がみられる天体の選抜と質量移 動率の見積もり

今回、両星間で質量のやりとりが行われる質量移動に 着目し、その移動率の統計的性質を調べた。両星間での 質量移動が起きる際、連星系内での質量と角運動量が保



図 1: 質量が大きな星から小さな星へと質量移動する場合の、軌道周期、質量比、各星の質量(すべて横軸)と 質量移動率(縦軸)との関係。上段はケプラー食連星の overcontact 型、中・下段は過去文献において contact・ semi-detached 型と分類されている食連星に対する分布。

存されると仮定すれば、質量移動率は以下の式を用いて れらの中で、*O* – *C* 図での分布が放物線型になってい 算出することができる。 るものを定常的な質量移動が生じている連星候補として

$$\frac{1}{P}\frac{dP}{dt} = \frac{3(m_1 - m_2)}{m_1 m_2}\frac{dm_1}{dt}$$
(1)

ここで、*P*は軌道周期、*m*₁、*m*₂は各星の質量を表す。 この式から分かるように、定常的な質量移動が発生して いる場合、軌道周期が一定の割合で変化することとなる。 そして、軌道周期の変化率が負の場合には質量の大きな 天体から小さな天体への質量移動が起こり、正の場合に は質量の小さな天体から大きな天体への質量移動が起き ることが分かる。

軌道周期の変化は、O - C 図を利用して調べること ができる。O - C とは、光度曲線の極小部の観測時刻 (Observed)と計算予報時刻(Calculated)との差を取っ た値である。通常、軌道周期にまったく変化がない場合 には、O - C 図上での分布は直線状になり、何らかの原 因で周期変化が起きるとO - C 図上での分布は直線状 ではなく曲線(あるいは折れ線)状になる。もし、周期 変化の割合が一定の場合には、その天体のO - C 図は 放物線状の分布を示す。したがって、定常的な質量移動 を起因として軌道周期の変化が起きている場合、その食 連星のO - C 図上での分布は放物線状になると考えら れる。

そこでまず、KEBカタログの中の overcontact 型を対象として光度曲線を取得し、*O* – *C* 図を作成した。こ

れらの中で、*O* – *C* 図での分布が放物線型になってい るものを定常的な質量移動が生じている連星候補として 選抜した。さらに、図上での分布を 2 次関数で最小二乗 フィッティングすることにより、軌道周期の変化率を算 出した。質量移動率の見積もりに必要な質量比は KEB カタログの値、および主星の質量は Harmanec (1988) の 質量–温度関係を利用し、最終的に式(1)によって質量 移動率を計算した。

3 先行研究における質量移動天体

連星系の各種物理量をより正確に決定するには、光度 曲線のモデリングが不可欠である。しかし、KEBカタロ グに含まれる食連星のタイプや質量比などの物理量は、 光度曲線のモデリングによって求められているものでは なく、その不定性が大きくなる可能性がある。そこで、 過去の文献を探り、質量移動率が算出されている食連星 であり、なおかつ光度曲線のモデリングにより連星系の タイプや物理量が決定されている天体を対象として、質 量移動の統計的な性質をケプラー食連星と同様に調べた。

4 結果

図1、2に得られた結果を示す。ケプラーの食連星お よび過去文献のデータから得られた食連星の質量移動率



図 2: 質量が小さな星から大きな星へと質量移動する場合の関係。図の見方は、図1を参照。

と連星系の4種類の物理量(軌道周期 P、質量比 q、主 星の質量 M_1 、伴星の質量 M_2)との相関関係について、 質量が大きな星から小さな星へと質量移動が起きる場合 を比較してわかるように、質量が大きな星から小さな星 へと質量移動が起きている場合とその逆の場合では、一 部の相関関係が異なっている。以下では、各々の質量移 動過程における相関関係の傾向を詳述する。

まず、質量が大きな星から小さな星へと質量移動が起 きている場合、overcontact型では、 $P \ge M_1$ において上 に凸型の相関、q と M₂ において正の相関が見られる。凸 型の相関関係では、P = 0.4 d、 $M_1 = 1.2 M_{\odot}$ をピーク とした関係になっている。過去文献より得られた contact・ semi-detatched 型では、 $P \ge M_1 \ge 0$ 相関において逆の 関係がそれぞれに見られることから、overcontact 型で 見られた凸上の相関関係は、本来 semi-detached である 連星が overcontact として誤って分類されたため、semidetached の性質が反映されている可能性が高い。q と M_2 との関係では、contact · semi-detached 型ともに正 の相関が見られ、overcontact 型と類似した相関関係と なっている。この過程において、P、 M_1 が減少し、q、 M₂が増加することを考慮すれば、質量移動が進むとと もにその移動率が増加すると考えると、いずれの相関関 係とも矛盾しない(ただし、P > 0.4 d、 $M_1 > 1.2$ M_{\odot} の範囲内)。

質量が小さな星から大きな星へと質量移動が起きてい る場合、overcontact型では、P、q、 M_1 において負の相

関が見られるが、いずれも P > 0.6 d、q > 2、 $M_1 > 1.6$ M_☉ では、相関関係が異なっているように見える。こ れらに関しても、本来 semi-detached 型である連星が (図1)と逆の場合(図2)とを分けて示している。両図 overcontact 型として誤って分類され、semi-detached 型 の性質が相関関係の変化に反映されていると考えること ができる。 M_2 との関係では、overcontact で正の相関が あり、過去文献の contact および semi-detached 型にお いても類似した相関関係が見られる。この過程では、P、 M₁、qは増加し、M₂は減少するため、質量移動の進行 とともにその移動率が減少すると考えれば、いずれの相 関関係とも矛盾は出ない。

まとめ 5

今回、2通りの方法を用いて食連星の質量移動の性質 を調べた。その結果、以下の性質が見られた。

- ・
 ・
 質量が大きな星から小さな星へと
 質量移動が起き
 る場合、質量移動が進むとともにその移動率は大 きくなる傾向にある
- ・
 ・
 質量が小さな星から大きな星へと
 質量移動が起き
 る場合、質量移動が進むとともにその移動率は小 さくなる傾向にある
- semi-detached 型と contact 型では、質量移動の性 質が異なる可能性がある

過去文献を利用して得られた質量移動率の相関関係は、 その分布にバラつきが大きい。これは、質量移動以外に も、食連星の軌道周期の変動に大きく寄与する現象があ るためだと考えられる。今後、今回得られた質量移動の 統計的な性質が本当に正しいのか否かをさらに精査して いく必要がある。

参考文献

1) Harmanec, P. 1988, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia, 39, 329



会場の様子



飯島孝さんによる特別公開講演会「イタリアでの研究 40 年 ~チーズとワインと天文学~」



なよろ名誉もち大使による餅つき実演(懇親会にて)。つきたてほやほやのお餅を振る舞いました。



エクスカーションで美深町(名寄の隣町)の「トロッコ王国」へ

食連星系 IK Vir の非動径振動について

大島 修(岡山理科大)・赤澤秀彦(岡山理科大・赤澤船穂観測所)

1. はじめに-IK Vir の振動現象の発見-

2015 年春に、自身が進めている「手当たりの次第の食連星観測¹」で赤澤がこの系の短周期変光に気付きました。FR Oriの苦い経験²から天体名を伏せて確認観測を進めました(この年の観測はVバンドのみ)。 2017 年になって大島へ IBVS に共著として発表して欲しい旨の依頼があり、観測データの解析を始めました。並行して赤澤はきちんとした連星パラメータを得るために BVRc バンドの 3 色で 2017 年の観測を開始しました。投稿は7月下旬に受理され、IBVS No.6211 として 10月に公表されました(http://ibvs.konkoly.hu/cgi-bin/IBVS?6211)。その概要と 2017 年の観測の様子について報告します。

2. 連星系における δ Sct 型星

連星系のうち少なくとも1つの成分星が脈動星であるようなもののうちの1つのタイプです。RZ Cas(アルゴル系)に非動径振動を発見した Ohshima et al.(1998 及び 2001)以来急速に観測が進み、"oEA" (oscillating eclipsing binaries of Algol type) という命名が Mkrtichan et al.(2002)によってなされました。 Liakos and Niarchos(2017)によれば現在 199 個の連星系にδ Sct 型星が発見され、そのうち 66 個が半分離 型連星系です。連星系のδ Sct 型星を研究する意義としては、単独のδSct 星の研究だけでは得られない

精度の良い星の物理パラメータ(絶対量)がえられるこ とに加えて、単独のδSct星と連星系のδSct星は、違い があるのかということも問題になっています。接近した 半分離型連星系では、伴星からの質量移動と潮汐力によ る変形など単独星とは異なる条件下に置かれているの で、脈動パラメータや進化は単独星とは異なっている可 能性がある(Kahraman et al 2017)からです。

3. IK Vir について

V=11.54, B-V=0.03, Sp:A6,

Mv=2.01(年周視差 1.24 ミリ秒角)

食変光の発見は Velichko (1991)などにより、NameList への登録は 1993 年で周期 0.74 日のアルゴル型です。以 来、極小時刻の観測はあるが、光度曲線解析や視線速度 観測はなされておらず連星系パラメータは不明です。



¹ 赤澤の観測方針: 永井氏による食連星の食予報リスト(http://eclipsingbinary.web.fc2.com/mintop18.html) から、(1) 自分が未観測である系(2) その夜に食が起こる(3) 比較的周期が短い(4) δ Sct を意識してアルゴル型は優先的に選ぶ。

² FR Ori の非動径振動発見について日本天文学で会発表し予稿集の公表の数ヶ月後に、ある国でこの星の 観測を開始した。私達が論文化に手間取っている間に、先に彼らが新発見として出版した。

4. 2015年の観測

28cm シュミットカセグレン望遠鏡に Moravian G2-1600 冷却 CCD カメラ Vバンドのみ 180 秒積 分、 使用した比較星は BD +02 2522=GSC 0281-00223 です。

図2は、2015年の観測を全位相にわたりプロットした光度曲線ですが、全データのプロット(下) と短周期変光をはっきり示すために同じ位相帯で複数の夜の観測が重ならないように1晩のみのデータ をプロットしたもの(上)を示します。

これらの観測とそれ以前の極小時刻の観測から軌道周期を決定し次の予報式を得ました。

$MinI = 2451275.36413142 + 0.7236022 \times E$

5. 非動径振動の周期解析

次のようにして、2015年の観測データから 非動径振動の周期解析を行いました。

(1)1晩の観測データの位相を調べて、主極 小を挟む位相±0.2以外のデータで滑らかに近 似できそうなところを選び、3次曲線でフィッ ティングを行いました。

(2)得られた近似曲線と観測との残差を非動径振動として抽出しました。

(3) その抽出した短周期変光をPeriod04(Lenz and Berger, 2005)で解析しました。



図 2 IK Vir の 2015 年の観測 同じ位相帯は1夜のデータの みのもの(上)と、観測期間中の全データをプロットしたもの(下)



図3 検出した振動数から再現した短周期変光

Period04 による周期解析の結果は、表1のようになりました。周 期解析から得られた振動数のうちの最初の9個です。ビート現象 を起こしていた振動数はF2とF3です。これらの振動数から個々 の観測日の振動を合成したものと観測を比較したのが図3で、観 測の再現に成功しています。

次に、食の全位相にわたる光度曲線から非動径振動を差し引け ば、食連星のきれいな光度曲線が得られて、より正確に連星系の パラメータを決定することができるはずです。それを試みたのが 図4です。位相0.2から0.8の間は短周期変光成分は差し引かれて いますが、主極小を含む前後は振動成分が残っています。さらに その食付近を拡大したのが図5で、副極小付近はうまく差し引か れていて、非動径振動は主星で生じていることがわかります。



#	frequenc	amplitude
F1	43.87960	0.00167
F2	48.22544	0.00074
F3	46.69045	0.00049
F4	38.87607	0.00041
F5	75.70104	0.00037
F6	29.40399	0.00044
F7	32.85924	0.00039
F8	12.56633	0.00034
F9	24.52729	0.00032



図4 観測された光度曲線から非動径振動 成分を取り除く試み。上が元のデータで、下 が差し引いたもの。位相0.2から0.8あたり まで区間はほぼ短周期成分がなくなってい るが主極小を挟んだ±0.2の区間はうまく引



図5 図4の食の部分を拡大したもの 副極小(下)では短周期変光成分がうまく さしは行かれれいるが、主極小付近(上) では、上手く差し引かれていない。 一方、主極小付近では差し引きがうまくいかず、これは主極小付近での振動の位相が他とずれているこ とを示しています。

非動径振動のモードが低次の sectral であれば、主極小の食が進行して行けば位相シフトが生じる (unno et al. 1989.)ので、この様子をモデルと比較することで食マッピング

を利用したモード同定を行える可能性があります(Biro and Nuspl 2011)。

そのためには連星系のパラメータが必要です。2017年 の観測では、光度曲線解析を行って連星系パラメータ を決定する目的で BVRc の3 色測光を行いました。し かし、この観測では、比較星に使った BD+02 2522 がか なり変光していることが判明し、他に明るい比較星が 視野内にないため困難に直面しています。このため、 複数個ある暗めの星のフラックスを合成し1 個の比較 星として使うアンサンブル測光で切り抜けようと検討 中です。

なお、Vバンドだけの2015年の観測では、比較星の 変光は目立ちませんでしたが、その影響は再検討する 必要があると思います。だたし、非動径振動の解析に ついては1晩のデータごとに行っているために、80日 と長い比較星の変光はほとんど影響はないと思われま す。

参考文献

Biro and Nuspl 2011, MNRAS, 416, 1601

Kazarovets, E. V., Samus N. N. and Garanskij V. P. 1993, IBVS No.3840





図6 (上) 2017 年の観測例 B バンド 比 較星が変光していることを示す光度曲線 (下)比較星とチェック星の比較 周期80

Kahraman, Soydugan Smalley and Kubat, 2017, arXiv 1705.06480v1

Lentz, P. and Breger, M. 2005, Communications in Astroseismology, 146, 53

Liakos and Niarchos, 2017, MNRAS, 465, 1181.

Mkrtichian, D, Kusakin, A. V., Gamarova, A. Yu. Rodriguez, E., Kim, S. L., Kim, C. Janiashvili, E. B. Kuratov, K. S. and Mukhamednazarov, S., 2002, ASPC, 256, 259

Ohshima, O., Narusawa, S.; Akazawa, H., Fujii, M., Kawabata, T. And Ohkura, N.: 1998, IBVS 4581

Ohshima,O., Narusawa,S.; Akazawa,H., Arai,K., Fujii,M., Kawabata,T., Morikawa,K.,Ohkura,N. And Takeuti, M. 2001, AJ, 122, 4180

Unno W., Osaki Y., Ando H., Saio, H. and Shibahashi H., 1989, Nonradial oscillations of

stars, 2nd edition, Tokyo: University of Tokyo Press

Velichko, F.P., Kwiatkowski, T. and Krugly, Yu.N., 1991, Astr Tsirk 1548,27

短周期アルゴル型連星系の主極小時光度曲線の形状調査

~BR Cyg の主極小の謎~

鳴沢真也(兵庫県立大学)、中村泰久(福島大学名誉教授)

1. はじめに

短周期半分離アルゴル型連星系の中には、主極小時の光度曲線の形状が変化 する現象(以下 TPD)がみられるものが幾つか知られている。例えば、RZ Cas は部分食であるにもかかわらず、主極小の中央に皆既食的な平底の光度曲線が 観測される事がしばしば報告されている(Narusawa et al. 1994)。Olson(1982) などは、この TPD の原因は、星周物質の影響であると考えた。しかし、後に RZ Cas では、主星(A3 V)の δ Sct 型振動に伴う光度変化と食によるそれとが合 成される事で TPD が起こることが判明した(Ohshima et al. 2001)。筆者らは、 なんらかの TPD の報告がある 15 個の短周期アルゴル系の主極小時光度曲線の 形状を調査して、このうち主星が中期~晩期 B 型である TV Cas, U CrB, HU Tau などで RZ Cas 類似の平底型光度曲線を見出だし、主星が MAIA 型振動星 であることを示唆した(鳴沢&中村 2016)。

さて、この調査の対象天体の一つとして選んだ BR Cyg (A5 V+F0 V, 9.4-10.6 等)は、公転周期が 1.33 日のアルゴル系である。Wehinger (1968)は、1959, 60 年に BV 2 色の光電測光観測を行った。このうち V バンドによる主極小時光度 曲線は、38 分間継続する皆既食型であった。ところが不思議な事に、B バンド では部分食型の光度曲線が得られた。光度曲線解析を行った Wehinger は、フ ィッティングの様子などから、V バンドでの結果の方を解として採用した。す なわち主極小は皆既食であると結論した。B より V の方で皆既食になるという 現象は大気食の場合の光度曲線とは逆センスなので、これでは説明ができない と Wehinger は言及している。彼はガス流の影響を示唆したものの、結局この 奇妙な現象を明確には説明する事はできなかった。

また、Piotrowski & Rozyczka (1973) も、詳細なコメントはしていないが、 BR Cyg には TPD の可能性が見られると述べている。続いて、Terrell & Gross (2005)は、BVR_cI_c の 4 色での CCD 測光を 2005 年 6 月に実施した。彼らは得ら れた光度曲線には、どのバンドでも皆既食的な形状は見られないとレポートし ている。

Terrell & Gross に否定されたものの、Wehinger は、彼の観測には機械的な エラーはないことを明言している。また、中島和宏氏は、2005 年 3 月に V バン ドで CCD 測光を行っているが、彼の光度曲線には 30 分程度継続する平底が認 められる (図1)。これらの点から考えると、V バンド光度曲線に出現する平底 を完全否定するわけにもいかない。

ところで、BR Cyg は Kepler によっても測光観測が行なわれている(KIC 9899416)。筆者らはこの系の奇妙な TPD の謎に迫るべく、手始めに Kepler の データを調査する事にした。

2. 調査と結果

Kepler は、BR Cyg を 2009 年 6 月から 2013 年 1 月にかけての4 quarter
(Q2, 6, 10,16) 観測を行っている。このうち約 1 分露出の short cadence mode
には、計 92 回の主極小が記録されている。筆者らは、この全主極小を調査した
が、その形状はいずれも明瞭な部分食であり、平底形は皆無であった。その1
例として Q2 の 22 回分を合計した光度曲線を図 2 に示す。

3. 考察

Kepler のデータには平底は認められなかったが、この宇宙望遠鏡の観測波長 帯域は、430-890 nm と幅が広いので、BR Cyg の平底が仮に V バンドのみで出 現していると、他の色の中に埋もれている可能性も考えられる。

では、この平底出現の原因は何であろうか? RZ Cas と同じくδ Sct 型の振動に関係があるだろうか? このタイプの振動星は短波長ほど振幅が大きい。ところが、BR Cyg の場合は B バンドでは平底が見られないので、RZ Cas の平底とは別の現象であろう。ちなみに Terrell & Gross は、BR Cyg には振動の兆候は見られないと言及している。

同じく短周期アルゴル系のSEquも主極小は部分食であるが、Plavec (1966) は、その食の中央にやはり38分間継続する平底を観測している。SEquの主極 小は、隠される主星が手前の伴星の背後からギリギリはみ出している

(Soydugan et al. 2007)、いわゆる grazing eclipse である。このため、観測の 精度によっては、光度曲線が見かけ上皆既食的な形状になることも予測できる (XZ And にも同じ理由で平底が見られる)。ところが、Terrell & Gross によ る WD 解析では、主極小は背後の主星が十分にはみ出しているので、BR Cyg の TPD は、S Equ のそれとはまた別の現象であろう。

ところで、V バンドでは変光するが、B バンドでは光度変化がほとんど認め られない星がある。Ap 星 V436 Cas (Osawa's star) である (Nishimura et al. 1969)。その理由としては、希土類などによる元素大陸が指向性のある赤い光を 放射するためと解釈されている (大沢 1984)。BR Cyg も Ap 星で、元素大陸が 類似の影響を与えているかもしれない。なお平底が出現した中島氏の観測の3 ヶ月後に行われた Terrell & Gross の測光では、それが認められない。平底出現 の理由が元素大陸だとしても、それがこのような期間で見え隠れしている事も 考慮に入れる必要がある。

さて、図3はBR Cyg の公転周期の O-C 図であるが、過去 65 年ほどは明瞭 な変化は認められない。したがって元素大陸の有無は公転周期変化とは無関係 であると言える。

今後の測光観測の継続と詳細な分光観測による大気組成・磁場の調査などが BR Cyg における TPD の謎解明にヒントを与えることであろう。

4. O'Connell effect

本研究会で、前原裕之氏から「Kepler による BR Cyg の光度曲線には O'Connell effect が見られる」とコメントいただいた。そこで筆者らは Max I と Max II の差を調査したが、明らかにこの効果が見られる(図4)。今後は、この 現象を表面斑点の生成・移動などで説明がつくかどうか検討することなども必 要であろう。

<謝辞>

西村昌能氏から貴重なコメントをいただいた。永井和男氏からは vsnet-ecl. より中島氏の観測データを提供していただいた。両氏に感謝を申しあげる。

<参考文献>

Narusawa, S. et al. 1994 AJ 107, 1141

Nishimura, S. et al. 1969 Ann. of the Tokyo Astron. Obs, Second Ser., 11, 123

Ohshima, O. et al. 2001 AJ 122, 418

Olson, E. C. 1982 ApJ 259 702

Piotrowski, S. L. & Rozyczka, M. 1973 PZ 19, 107

Plavec, M. 1966 BAICz 17, 295 Soydugan, F. et al. 2007 MNRAS 379 1533 Terrell, D. & Gross, J. 2005 IBVS 5646 Wehinger, P. A. 1968 AJ 73, 159 大沢清輝 1984 「星の色」地人書館 p.170 鳴沢真也、中村泰久 2016 連星・変光星・低温度星研究会 2016 集録 p.21



(中島和宏氏による)

(Q2の22回分合計)








連星系における Be 星ガス円盤の歳差運動

岡崎 敦男(北海学園大学)

*E-mail: okazaki@lst.hokkai-s-u.ac.jp

概要

Be 星は星から放出されたガスが星周円盤をつくっている大質量星である。大質量系 X 線連星や ガンマ線連星の約半数が Be 星を持つことは、Be 星星周円盤と伴星の相互作用の理解がこれらの 天体の高エネルギー現象の理解にとって重要であることを示している。本報告では、3 次元 SPH シミュレーションの結果に基づき、Be 連星系(Be 星を持つ連星系)で、Be 星ガス円盤が連星軌 道面に対して大きく傾いている場合には、1) Kozai-Lidov 機構あるいは星からの質量放出の変動 が歳差運動を生じやすくすること、2) 歳差運動が起こると、星の赤道面に沿って新たにガス円盤 が形成されることを示す。最後に、このようなガス円盤進化のサイクルと Be/X 線連星の長期 X 線活動現象との関係について考察する。

1 はじめに

Be 星は、星から放出されたガスが星の周囲に円盤状に広がっ ている大質量星(スペクトル型は晩期 O 型から早期 A 型ま で)である。Be 星は単独で存在している場合でも、星から の質量放出率の変動やガス円盤(星周円盤)自体に起因す る変動により、様々な時間尺度の変光を示すが、連星系中に ある場合には、ガス円盤が伴星の重力の影響を受けるため に、単独星の Be 星とは異なる様々な特徴が現れる(Be 星 星周円盤に働く物理機構については図1参照。図の灰色で 表されている部分については本研究で報告するシミュレー ションでは扱っていない)。

特に、星周円盤が連星軌道に対して傾いている場合は、 星周円盤が歳差運動するのではないかと考えられてきた。実際、プレオネの偏光観測からそのような歳差運動が見つかっ ているし (Tanaka et al. 2007)、Be/X 線連星系 [Be 星と中性 子星との連星系。周期 $P_{\rm orb} = 10$ 数日 – 数 100 日。離心軌 道 $(e \neq 0)$ を持つものが多い]の示す大規模な X 線増光現象 も Be 星星周円盤の歳差運動により中性子星への降着率が変 化することによるのではないかと考えられている (Moritani et al. 2013)。しかし、これまでは理論的にもシミュレーショ ンでも連星系における Be 星星周円盤の歳差運動の仕組みは 分かっていなかった。今回、Be/X 線連星系の 3 次元シミュ レーションを行い、星周円盤が歳差運動を行う仕組みを発 見したので、それについて報告する。

2 Be/X 線連星と2 種類のX 線アウトバースト

Be/X 線連星は大質量 X 線連星(> $10M_{\odot}$ の大質量星と中 性子星かブラックホールの連星系)の約半数 (Coleiro et al. 2013)を占めるグループである。これらの系からの X 線放射 は、Be 星星周円盤のガスが中性子星に降着することによる



図 1. Be 星星周円盤に働く物理機構の概念図。図の灰色で表されている部分に ついては本研究で報告するシミュレーションでは扱っていない

が、次の2種類の増光現象(X線アウトバースト)があるこ とが知られている (Stella et al. 1986; Negueruela et al. 1998)。 ノーマル(I型)アウトバースト

- X 線光度 $L_X \sim 10^{36-37} \text{ erg s}^{-1}$
- 軌道周期の間隔で起こる。
- しばしはジャイアント (II 型) アウトバーストに伴って起こる。

ジャイアント(II型)アウトバースト

- X 線光度 $L_X > 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$
- まれな現象。準周期的に起こる系あり。
- ジャイアント・アウトバーストの前後では Be 星ガス円盤 が強く変形している。
- ジャイアント・アウトバーストの前後数周期にわたって
 ノーマル・アウトバーストを伴うことが多い。

ノーマル・アウトバーストは、中性子星の潮汐力により 大きく広がることのできない Be 星星周円盤外縁部のガス を、中性子星が近星点付近を通過するときに捕獲することに より生じると考えられている (Okazaki & Negueruela 2001)。 それに対し、ジャイアント・アウトバーストの起源はまだよ く分かっていない。これまでに提案されたメカニズムのう ち、有力と思われるのは次の2つである。

1. 傾きワープしている Be 星ガス円盤の歳差運動 (Moritani

et al. 2013)

特徴

- Be 星の放射によるトルクで歳差運動する場合は、歳
 差運動の方向は連星の公転方向 (Pringle 1996)。
- ・伴星の潮汐トルクによる歳差運動では、歳差運動の 方向は連星の公転と逆方向 (Papaloizou & Terquem 1995)。

問題点

- Be 星からガスが放出され続けていると、それによる トルクが円盤を Be 星赤道面に沿った方向に固定しよ うとするので、歳差運動が起こるかどうか明らかで ない。
- 2. Kozai-Lidov 機構による Be 星ガス円盤の振動(KL 振動) (Martin et al. 2014)

特徴

 連星軌道面に対して大きく傾いた軌道を持つ粒子や大 きく傾いたガス円盤 (軌道傾斜角 i ≥ 40°) では、傾きと 離心率が交換するように変動する (Kozai 1962; Lidov 1962; Martin et al. 2014; Fu et al. 2015)。

問題点

 粘性のあるガス円盤では、KL 振動は減衰振動なので (Martin et al. 2014; Fu et al. 2015)、それだけでは繰り 返す巨大アウトバーストを説明できない。

次節では、Be/X 線連星系を対象とした 3 次元数値シミュ レーションを行い、これらのメカニズムが Be 星ガス円盤か ら中性子星への質量供給にどう影響するのかを考察する。

3 傾いたガス円盤を持つ Be/X 線連星のシミュレーション

3.1 数值計算方法

本報告で用いるシミュレーションの方法や近似は次の通り である。

- 3 次元 SPH (Smoothed Particle Hydrodynamics) 法を用い る。
- 人工粘性により、円盤中のシアー粘性のパラメータが~0.1
 になるように近似する。
- Be 星の回転軸が連星軌道の公転軸から大きく傾いている 状況を考える。
- Be 星は赤道面に沿ってケプラー速度で回転するガスを放 出する。
- ガス円盤は等温。その温度は中心星の有効温度の 0.6 倍と する (Carciofi & Bjorkman 2006)。

これらの方法・近似を用いて、長期 X 線活動の振る舞いの異な る 2 つの系 4U 0115+634 ($P_{orb} = 24.3 d, e = 0.34$ 。ジャイア ント。アウトバーストが準周期的に発生する)と A 0535+262 ($P_{orb} \sim 110 d, e = 0.47$ 。ジャイアント。アウトバーストが 不規則に発生する)に対してシミュレーションを行う。



図 2. 4U 0115+634 のシミュレーションの一コマ。Be 星ガス円盤は、初期に 連星軌道の短軸の周りに 60°傾いている。左図は連星軌道面上の密度分布、右 図は連星の公転軸方向の面密度を表している。各図の上中央にの数字は、軌道 周期を単位にした時刻と近星点から何日離れているかを示している。

3.2 4U 0115+634

この系は、BOVe 型星と中性子星の連星系 ($P_{orb} = 24.3 \text{ d}$, e = 0.34) で、およそ 1.5–3 年の間隔でジャイアント・アウ トバーストを起こしている。シミュレーションに準周期的 に繰り返す変動が見られるかどうかが、モデルの成否を考 える上での大きなポイントとなる。

計算は、ガス円盤が、連星軌道の長軸あるいは短軸のま わりに 45°傾いている場合と 60°傾いている場合に対して、 中心星の赤道面方向への質量放出率が一定のもとで行った。 その結果、いずれの場合にも、Be 星ガス円盤が次のような進 化サイクルを~100Porbの周期で繰り返すことがわかった。

- はじめは円形だったガス円盤が K-L 機構で楕円 形になる。
- 潮汐力が強くなり、円盤の根元がちぎれ歳差運 動が始まる。
- 3. ガス円盤内縁が中心星の赤道面から離れるので、 赤道面に沿って新たなガス円盤が形成される。
- 新しい円盤が成長し、一時的に二重円盤の状態が出現する。最終的には、新しい円盤が古い円盤に置き換わる。
 ⇒ 1. に戻り繰り返す。

図2に、Be 星ガス円盤が初期に連星軌道の短軸の周り に60°傾いていた場合のシミュレーションからとったスナッ プショットを示す。各図の上中央にの数字は、軌道周期を単 位にした時刻と近星点から何日離れているかを示している。 ガス円盤が強く楕円形になっていること、および円盤の根 元の方向とそれ以外の領域の方向が大きく異なっているこ とに注意されたい。

また、図3はガス円盤の非軸対称モード[図3(a)。黒線が円盤の離心率にほぼ対応する]と中性子星による質量捕獲率[図3(b)]の長期変化を示したものである。Be 星ガス円盤が約100Porbで進化サイクルを繰り返すこと、およびそれぞれのサイクルの中で円盤の離心率や中性子星による質量捕獲率が大きく変動することが見て取れる。



(b) 中性子星による質量捕獲率の長周期変動



図3.図2と同じシミュレーション(対象天体は4U0115+634)で得られた、 ガス円盤の長周期変動。(a)ガス円盤中の非軸対称モードの変動。黒線が円盤 の離心率にほぼ対応する。(b)中性子星による質量捕獲率の変動(青線)。赤線 はガス円盤の質量の変化を表している。

3.3 A 0535+262

この系は、O0.7IIIe 型星と中性子星の連星系 ($P_{orb} \sim 110 d$, e = 0.47)で、非常に不定期な X 線活動を示す。シミュレーションで、系が通常は静穏期にとどまることと、突発的に X 線活動が増加することがあることを示すことができるか どうかが、モデルの成否を考える上での重要なポイントと なる。

計算は、ガス円盤が、連星軌道の長軸あるいは短軸のま わりに 45°傾いている場合に対して、中心星の赤道面方向 への質量放出率が一定の場合と途中 50Porb にわたって 1/2 に減少する場合について行った。その結果、

- この系では中心星からの質量放出率が一定場合には、ガス円盤は歳差運動を起こさないこと、
- しかし、星からの質量放出率が大きく減少すると歳差運動が起こり、
- さらに、その後、質量放出率が回復すると中心星赤道面 に沿って新しいガス円盤が形成される

ことがわかった。したがって、A 0535+262 およびそれと同様なパラメータを持つ系では、X 線活動の ON/OFF は中心 星からの質量放出率の変動が制御している可能性が高い。

図 4 に、Be 星ガス円盤が初期に連星軌道の短軸の周り に 45°傾いていた場合のシミュレーションからとったスナッ



図 4. A 0535+262 のシミュレーションの一コマ。Be 星ガス円盤は、初期に連 星軌道の短軸の周りに 45°傾いている。左図は連星軌道面上の密度分布、右 図は連星の公転軸方向の面密度を表している。各図の上中央にの数字は、軌道 周期を単位にした時刻と近星点から何日離れているかを示している。ここに示 されているスナップショットは星からの質量放出率が回復して 1 周期後のもの である。



図 5. ジャイアント・アウトバーストに至る 2 つの道筋。低離心率の系では、 星からの質量放出率が一定の場合でも、円盤が歳差運動することが引き金にな り、新旧円盤の交代が行われる。一方、高離心率の系では、星からの質量放出 率が大きく減少する期間がある場合にのみ円盤が歳差運動し、低離心率の系と 同様な円盤進化サイクルの出現が可能となる。

プショットを示す。この計算では、中心星からの質量放出率 を、最初の50周期間は一定、その後50周期間はそれ以前 の1/2、さらにその後以前と同じ質量放出率に回復するよう に変動させた。図4に示されているのは、星からの質量放 出率が以前のレベルに回復してわずか1周期後のものだが、 すでに新しい円盤の形成が始まり、二重円盤の時期に入った ことがはっきり見て取れる。

4 結論

Be/X 線連星の示す長期 X 線活動、特にジャイアント・ア ウトバーストを伴うような大きな変動、の起源を明らかに することを目標に、X 線活動の振る舞いの異なる 2 つの系 4U0115+634 (連星軌道は比較的短周期で低離心率。ジャイア ント。アウトバーストが準周期的に発生する)とA0535+262 (連星軌道は比較的超周期で高離心率。ジャイアント。アウ トバーストが不規則に発生する)をモデル化した。得られた



図 6. 図 5 に表された循環的なサイクルに対応して予想される観測的特徴の長 期変動。

シミュレーション結果は、低-中離心率の系と高離心率の系 では、X線活動の長期変動を引き起こす機構が異なること を示唆するものであった。それをまとめたものが図5(ジャ イアント・アウトバーストに至る2つの道筋)と図6(円盤 進化サイクルに伴い予想される観測的特徴)である。

今後は、今回の結果の定量的な理解をめざすとともに、 中性子星への降着流の計算を行い、Be 星ガス円盤の進化サ イクルと X 線増光現象とのより直接的な関係を調べること が重要である。

参考文献

- Carciofi, A. C., & Bjorkman, J. E. 2006, ApJ, 639, 1081
- Coleiro, A., Chaty, S., Zurita Heras, J. A., Rahoui, F., & Tomsick, J. A. 2013, A&A, 560, A108
- Fu, W., Lubow, S. H., & Martin, R. G. 2015, ApJ, 807, 75
- Kozai, Y. 1962, AJ, 67, 591
- Lidov, M. L. 1962, Planetary and Space Science, 9, 719
- Martin, R. G., Nixon, C., Lubow, S. H., et al. 2014, ApJL, 792, L33
- Moritani, Y., Nogami, D., Okazaki, A. T., et al. 2013, PASJ, 65, 83
- Negueruela, I., Reig, P., Coe, M. J., & Fabregat, J. 1998, A&A, 336, 251
- Okazaki, A. T., & Negueruela, I. 2001, A&A, 377, 161
- Papaloizou, J. C. B., & Terquem, C. 1995, MNRAS, 274, 987
- Pringle, J. E. 1996, MNRAS, 281, 357
- Stella, L., White, N. E., & Rosner, R. 1986, ApJ, 308, 669
- Tanaka, K., Sadakane, K., Narusawa, S.-Y., et al. 2007, PASJ, 59, L35

炭素過剰超金属欠乏星と 初期宇宙における星・連星系形成史

山田志真子 (北海道大学)、須田拓馬、小宮悠 (東京大学)、町田正博 (九州大学)、 藤本正行 (北海学園大学、北海道大学)

1. 序:元素組成から銀河系ハロー形成史へ

近年の大規模なサーベイ観測と大型望遠鏡による高分散分光観測によって、銀河系ハローの 超金属欠乏星の存在とその表面組成の特性が明らかになってきた。ここで取り上げる超金属欠 乏星は、鉄の存在量が [Fe/H] \leq -2.5 で近傍の種族 I 星 ([Fe/H] \approx 0) やハローの種族 II 星 (-2.5 < [Fe/H] \leq -1) より小さいもので、宇宙初期に銀河系形成期に生成され現在まで殻燃焼段階に留 まっている低質量 ($M \leq 0.8M_{\odot}$) 星と考えられている。これまでの観測から、超金属欠乏星は、 若い金属量の多い種族 I や種族 II 星との比較で、以下の3点の特性が指摘されている。

第1は、希少性である。HES survey の結果から評価すると、銀河系全体での高々10⁶ 個程度 にしかならない。低質量星は誕生後現在まで生き延びるのに対し、大質量星は鉄を散布してそ の生涯を終えるので、現存する低質量星の数と金属量の関係は初期質量関数で決まることにな る。もし、現在と同じ初期質量関数だとすると、超金属欠乏星の数は数百倍くらい多くなけれ ばならないことになる。したがって、超金属欠乏星の誕生当時の初期質量関数は、現在と異な り、大質量星に依っていて、質量としては $M \simeq 10 M_{\odot}$ が中心であり、現存する 0.8M_☉の低質量 星は、連星系の伴星として誕生したことになる (Komiya et al. 2007, 2009)。

第2に、表面組成の異常を示すものが多く、その程度も大きいことである。特に、[C/Fe]≥0.7 以上の炭素過剰 (CEMP) 星が 20-30% を占めるが、これは、種族 I や II では高々 1% 程度 であるのと大きく異なっている (Rossi et al. 1999)。

第3は、CEMP 星 では、中性子捕獲反応で合成される、鉄より重い元素の組成に大きな変 動が見られることである。中性子捕獲元素は、slow-過程元素とrapid-過程元素に大別され、前 者は、AGB 星のヘリウム燃焼の段階で起き、後者は、中性子星連星の合体時に起きると考え られ、それぞれ、Ba と Eu が代表的な元素とされている。CEMP 星は、Ba の組成が、[Ba/Fe] \simeq -1.5-3.5 と5桁以上にわたり、炭素過剰を示さない炭素過剰星 (EMP と略す)の2桁程度の 変動を大きく上回っている。Ba の組成を基に、CEMP 星は、s-過程元素に富んでいる CEMP-s 星 ([Ba/Fe] \geq 0.5) と EMP 星と同程度の組成を持つ CEMP-no ([Ba/Fe] < 0.5) に種別される (Aoki et al. 2002)。

我々のグループでは、これらの CEMP 星で観測される、炭素過剰と中性子捕獲元素の組成変 動は、連星系で主星の AGB 星から放出された s-過程元素を含んだ物質を伴星が wind accretion を通して、表面汚染を蒙って形成されたとする連星系起源説で、理解できることを示してきた (Fujimoto et al. 2000, Suda et al. 2004, Komiya et al. 2007) 。 CEMP-s と CEMP-no 星の種別につい ては、Ba 組成の違いは、炭素含有量の違いと同様、wind accretion で AGB 星から降着する物 質の量の違いで解釈でき、降着量の違いは、所属した連星系の周期、軌道半径の違いによるこ とを示した (Yamada et al. 2018)。元素組成の解析結果と連星系周期の評価については、昨年の 集録を参照されたし。とりわけ、連星系起源説からは、これまでに発見された [Fe/H] <-5 の極 超金属欠乏 (HMP)炭素過剰星は、連星系での AGB 星からの質量降着に加えて、星間ガスの降 着による鉄などの元素の表面汚染を被った、誕生時に全く金属を含まない第一世代の恒星とい うことになる (Suda et al. 2004, Komiya 2010)。

一方、CEMP-no 星については、炭素の過剰に着目して、鉄を殆ど生成しない特異な超新星 爆発 (Umeda & Nomoto2002) や高速で回転する大質量星 (Meynet et al. 2010) から放出された 物質から形成された第二世代星であるとの説が唱えられている。しかし、これらの説で考慮さ れているのは、鉄グループの元素までの分布で、中性子捕獲元素の起源については、言及され ていない。CEMP-s 星よりは少ないとはいえ、CEMP-no 星と雖も、観測されたものでは、炭 素過剰を示さない EMP 星と同程度、あるいは、それ以上の中性子捕獲元素を含んでいる。中 性子捕獲元素は大質量星では形成されないので、CEMP-no 星の起源の議論で、重要な試金石 となる。 本稿では、CEMP-no 星の中性子捕獲元素の分布特性の分析から、連星系起源説の優位性を 論じる。ついて、連星系起源説から帰結される、銀河系ハローの星・連星系の形成史について 述べる。最後に、形成史の物理的な背景について見ていく。

2. CEMP-no 星の連星系起源

図1に、CEMP 星の中性子捕獲元素 Sr、Ba および Eu の組成比の分布を炭素の存在量の関数として示した。縦軸は、鉄との組成比を炭素の組成で規格化した値、

 $[Sr, Ba, Eu/Fe/C(+N)] \equiv [Sr, Ba, Eu/Fe] - [C(+N)/H]$

を取った。連星系起源説では、AGB 星のヘリウム層で合成された s-過程元素と炭素は、外層に汲み上げられ、恒星風で運ばれて現在 CEMP 星として観

測される伴星の表面に降着するが、この間、一緒に行動する ため、(1)の組成比は一定に保たれる。ここで、炭素の存在 量は、CNサイクルで影響を考えて、窒素との合計を取る。

CEMP-s と CEMP-no 星は、中面上で、[Ba/Fe]=0.5 (斜めの太実線) で分離される。CEMP-s 星 (青印) は、その右上方に位置し、炭素組成は -1.5 ≤ [C(+N)/H] ≤ 0 と大きく、また、Ba の組成比の散らばり (3.1 ≥ [Ba/Fe/C(+N)] ≥ 0.8; 2 本の水平線の間) は、s-過程元素合成の効率そのものの分布を表す。

一方、CEMP-no 星は、s-過程元素合成の効率が CEMP-s 星よりも低いもの(黄印)と、同じ範囲のもの(赤印)に分 かれる。

前者の黄印の星は、CEMP-s と同様の大きな炭素組成を有 し、以下では、Hi-CEMP-no 星とよぶ。これらの星は、Baの 生成効率では、CEMP-s 星に劣るが、Sr では、CEMP-s 星と 入り混じって分布、最大では肩を並べる。これは、s-過程元 素合成の生成物の違いに起因する。

s-過程元素合成のモデルによれば、CEMP-s 星の組成は、 TP-AGB 進化の初期段階のヘリウム殻フラッシュで、発生するヘリウム対流層が水素を巻き込み、その結果生成される ¹³C を中性子源とする s-過程元素合成で解釈できる。このため、主星は、低質量 AGB 星 ($M \leq 3.5 \, M_{\odot}$) に限定される。 この場合、s-過程の効率の変動は、混合する水素量の違い、あるいは、引き続く水素混合を伴わない殻フラッシュで汲み



(1)

出される炭素によって s-過程元素が希釈されるためである。汲み出される炭素の量とそれによる希釈の程度は、AGB 星の質量とともに大きくなる。

これに対し、Hi-CEMP-no は、水素燃焼の生成物である ¹⁴N から形成される ²²Ne を中性子 源とし、Ba 生成効率の低い高質量 AGB ($M \ge 3.5 M_{\odot}$)、および、炭素のくみ上げによる希釈の ため、または、混合水素量が少なく Sr/Ba の生成比が大きくなるため、Ba の生成効率が小さ くなる上限質量の近くの低質量 AGB 星を主星とすることになる。

後者の赤印の星は、その殆どが $[C(+N)/H] \leq -1.5 と炭素組成が小さく、前者と区別して、$ Lo-CEMP-no 星 と呼ぶ。Lo-CEMP-no 星は、中面の Ba では、炭素組成で規格化した組成比(1)は、 CEMP-s 星よりやや小さめであるが、上面の Sr では、Hi-CEMP-no 星の場合と異なり、全体として、1 dex 近く CEMP-s 星より大きくなっている。この図に EMP 星の分布も示した(緑印)。Ba の場合は、EMP 星の規格化組成比は、CEMP-s 星の示す s-過程合成の効率とほぼ重なるのに対し、Sr の場合では、CEMP-s 星よりも大きな値を持ち、Lo-CEMP-no 星はそれに引きずられる形になっている。同様の傾向は、数は少ないが、Eu でも見られる。

EMP 星の中性子捕獲元素は r-過程元素からなるが、r-過程元素は、通常の恒星進化の過程で は生成され得ないので、CEMP 星も EMP 星と同様の初期の組成比をもって誕生したと考えら れる。この場合、Ba の初期組成を [Ba/Fe]_p、s-過程元素合成の効率 [Ba/Fe/C(+N)]_{He}とする と、CEMP 星に降着、混合した後の組成比 [Ba/Fe] は、炭素存在量 [C(+N)/H] の関数として、

 $10^{[Ba/Fe]} = 10^{[Ba/Fe]p} + 10^{[Ba/Fe]acc} = 10^{[Ba/Fe]p} + 10^{[Ba/Fe/C(+N)]He+[C(+N)/H]}$ (2)

で与えられる。ここで、[Ba/Fe]acc は降着した s-過程元素の組成比への寄与である。したがって、炭素組成に、臨界値

$[C(+N)/H]_{crit} = [Ba/Fe]_p - [Ba/Fe/C(+N)]_{He}$ (3)

が存在し、炭素組成がこの値を超えた場合、降着 s-過程元素の組成比 [Ba/Fe]acc が、初期の組成比 [Ba/Fe]p を凌駕、逆に、炭素組成が小さい場合には、組成比は、混合にも拘わらず、初期組成比 [Ba/Fe]p に近くに留まることになる。

図1に、初期組成を [Fe/H]=-3 の EMP 星の平均値 (図のX印) にとり、s-過程元素の混合 に伴う組成変化の軌跡を示した。s-過程元素合成の効率は CEMP-s および Hi-CEMP-no 星から 推定される範囲にとった。この図で、炭素組成の臨界値は、水平部分の延長[Ba/Fe/C(+N)] = [Ba/Fe/C(+N)]_{He}と、斜線部分の延長[Ba/Fe] = [Ba/Fe]_pの交点で与えられる。Ba の場合、EMP 星の組成比が小さい ([Ba/Fe]_p = -0.53 ± 0.45) ため、臨界値は小さく、Lo-CEMP-no 星の炭素 組成に対して、s-過程の効率が低い場合を除くと、 $[C(+N)/H]_{crit} \leq [C(+N)/H]$ となり、全般的 に 降着 s-過程元素の寄与が効くことになる。一方、Sr の場合は、初期組成比が大きく([Sr/Fe]_p = -0.13 ± 0.38)、s-過程元素合成の効率との差が大きいので、 $[C(+N)/H]_{crit} > [C(+N)/H]$ となり、 組成比 [Sr/Fe] は初期組成比 [Sr/Fe]_p で決まることになる。ただし、Sr の場合も、初期組成 比 [Sr/Fe]_p が小さい場合は、臨界値が Lo-CEMP-no 星の炭素組成の観測値より小さくなり、 組成比 [Sr/Fe] は降着 s-過程元素の影響を受ける。下面の Eu の場合も、s-過程元素合成の効 率に比して、初期組成比が大きく、標本数は少ないが、Sr と同様の傾向が見られる。

このような混合の効果は、図2のLo-CEMP-no星とEMP星の組成比の分布の違いからも見て取れる。EMP星の分布は、 最頻値の周りに略ガウス分布し、小さい方の裾に比較的長い tailを持つ。これに対して、中面のBaの場合は、Lo-CEMP-no 星は、全般的にflatな分布を示し、特に、大きい方は、CEMP-s 星との境界である [Ba/Fe]=0.5 まで連続的に延びている。

一方、Sr の場合は、[Sr/Fe]_p が大きいと混合後も s-過程元 素の寄与は小さく、LO-CEMP-no 星は、その影響を殆ど受けず、 EMP 星と同じ分布を示すが、初期値 [Sr/Fe]_p が小さい場合は、 混合の影響を受けて、flat に近い分布になり、EMP 星の tail は 見えなくなる。

これらの事実は、Lo-CEMP-no 星でも、炭素組成の増加が、 中性子捕獲元素の増加を伴うことを示している。しかも、その 分布は、EMP 星の組成と異なり、s-過程元素と同様、Sr や Eu に対して、Ba の組成比が大きい。これは、Lo-CEMP-no 星も CEMP-s 星と同じ、AGB 星を主星とする連星系で、質量輸送に よって形成されたとする連星系起源説を支持する。

一方、超新星起源、高速回転大質量星起源には困難を呈する。



これらの場合、中性子捕獲元素を生成できないので、何らかの形で初期組成を仮定しなくては ならない。初期組成として、EMP 星と同じ組成を仮定した場合は、混合は、第2世代星の誕生 するガス雲で起きることになるが、炭素に加えて、EMP 星とは異なる組成比を持った中性子捕 獲元素の源が必要となる。また、初期組成として、EMP 星とは異り、現在の観測値を取るので あれば、その源を想定することは難しいであろう。

3. 宇宙初期の連星系の特性とその形成史

Lo-CEMP-no 星は CEMP-s 星については、ともに、同じく連星系で主星の AGB 星を s-過程 元素源とし、[Ba/Fe]の値、s-過程元素と r-過程元素の寄与の違いは、炭素組成の違いで解釈で きる。図1からわかるように、炭素組成の分布はふた山になっていて、CEMP-s 星は -1.5≤[C (+N)/H]≤0に、Lo-CEMP-no 星は-3≤[C (+N)/H]≤-1.5に分布する(Aoki et al. 2007, Spite et al. 2013)。

連星系起源説では、炭素量の違いは、連星系の軌道半径(周期)の違いに還元される。連星系の軌道周期を log-normal 分布とし、降着した炭素量から推定すると、連星系の初期の軌道周期の分布は、CEMP-s 星の場合、ピークは log P(days)=3.4(分散 $\sigma=0.61$)、これに対して、Lo-CEMP-no は log P=4.9(分散 $\sigma=0.23$) と 30 倍ほど長周期ということになる。

観測では、CEMP-s 星は、連星の割合は100%に近く、 軌道周期は平均 $\log P_{mean} = 2.5$ と推定されている (Starkenburg et al. 2014)。観測しているのは、質量放出後の周期であり、短周期のものは wind と軌道運動の相互作用による角運動量の損出を、長周期側は観測限界を考慮すると、結果は矛盾がないであろう。Lo-CEMP-no 星は、初期に長周期のため、現在のところ、周期の測定はない。Hansen et al. (2016) が CEMP-no 星の軌道を推定しているが、全て、Hi-CEMP-no 星であり、周期は CEMP-s と重なる。

図3に、CEMP 星の金属量に対する依存性 を示した。CEMP-s 星は、[Fe/H]>-3.3の高金 属量の範囲にしか存在しない。一方、 Lo-CEMP-no 星は、金属量に依らず、[Fe/H]< -3.3 の低金属量のみならず、[Fe/H]>-3.3 で も、炭素過剰星の条件 [C(+N)/H] \geq 0.7 で決 まる上限 ([Fe/H] \leq -0.7+[C(+N)/H] \approx -2.2) 近 くまで分布する。

s-過程元素合成は金属量に依存しないこと を考慮すると、上記の結果は、CEMP-s 星と 同様の短周期の連星系は、[Fe/H] < -3.3 には 存在しないことになる。銀河系ハローの連星 系の形成史については、Latham et al. (1012)



が、[Fe/H] > -3 の標本から、短周期の連星の形成に金属量には依存しないと報告している。し かし、我々の結果は、連星系は、[Fe/H] \leq -3.3 では長周期のもののみであるが、金属量が増加、 [Fe/H] \geq -3.3 で短周期の連星系が形成されるようになるという新たな描像を提起している。 CEMP 星から求めた周期の範囲は、現在の連星系の周期分布 (Duquennoy & Mayer 1991) に比 すと非常に狭い。しかし、これは、CEMP-s 星の短周期側は AGB 星に進化できるという条件 で切られ、また、Lo-CEMP-no 星の長周期側は [C/Fe] > 0.7 の条件で限られるためで、実際の 連星系の周期分布は、広がっていると考えられる。

4. 宇宙初期における連星系の形成機構

現在の星形成の理論によれば、連星形成の主要な経路として、1. 乱流で支配されるガスコ アやフィラメントの大規模な分裂と2. 原始星の周りに形成される massive な円盤の重力不安 定による小規模の分裂、の2つ異なる過程が指摘されている。前者は、長周期連星を、後者は、 短周期連星を生じ、我々の場合、それぞれ、Lo-CEMP-no 星と CEMP-s 星に当たることになる。

初期宇宙の物理状態は現在とは異なり、金属量 に依存する。短周期の連星の変遷については、近 年の金属欠乏下での星・連星系形成の計算から示 咳が得られている。図4は、原始星の成長の金属 量に対する依存性を示したものである(Machida & Nakamura 2015 の Fig.13)。[Fe/H] \leq -4 では、ガ ス雲が高温のまま収縮するので、原始星は、高降 着率で成長、大質量になる。これに対し、[Fe/H] \geq -3 では、dust cooling が効いて、現在と同様に、first core が十分に成長し、星周円盤が形成される。ま た、降着率が小さくなるため、原始星の成長も遅 くなる。これは、金属量[Fe/H] =-4 と-3 の間で、 CEMP-s 星を生じるような、低質量 AGB 星を主 星とする短周期の連星系の形成の条件が変わり 得ることを示している。



現行の計算は、図からわかるように、原始星形成の初期段階に留まっていて、結果は端緒的 で、まだ、中心星の質量や連星系の形成について、明確な結論が得られているわけではない。 また、Lo-CEMP-no 星を生じる長周期の連星系の形成についても、初期宇宙における乱流の成 長が問題となる。可能性は開けていて、銀河系ハローの星・連星系形成史の解明を今後の研究 の進展を俟つことになる。

変光星の周期解析方法のレビュー

植村誠(広島大学 宇宙科学センター)

概要

光度曲線のような時系列データに周期性があるとき、その周期を推定する「周期解析」の手法についてレビュー する。前半は基本的なフーリエ変換によるパワースペクトル推定を復習し、後半はいくつかの代表的な手法、特に パワースペクトルのスパース性を利用したモデリング手法を紹介する。最後に各手法の利点と使うべき場面につい て私見をまとめる。

1 はじめに

近年「スパースモデリング」^{*1}を勉強していて、2013年の本会ではこれを用いた周期解析法を紹介した。そうする と「いろいろ方法があるが、結局のところ、どれが一番良い方法なのか」と質問されることがある。本発表の動機は その質問への回答をすることである。結論からいえば「あらゆる種類の時系列データに対して、最大公約数的な手法 (つまり、フーリエ変換によるパワースペクトル推定)はあるが、『一番良い方法』というものは存在しない」という のが私の意見である。言い換えれば、一番良い方法はデータによって異なる、ということである。

本稿では時系列データのフーリエ変換によるパワースペクトル推定について基本的なことを復習した後、いくつか の周期解析法をレビューし、スパースモデリングの長所についても再度紹介する。また、最後にどのようなデータ・ 目的の時にどのような手法が良いのか、私見を述べる。本稿における時系列データは光度曲線データを想定している が、視線速度変化など、別種のデータでも応用できる。

2 フーリエ変換によるパワースペクトル推定

時系列データをフーリエ変換を使って周波数・位相空間のスペクトルに変換する。また逆の変換を逆フーリエ変換 と呼ぶ。これらの変換は複素数形式で書かれることが多いが、ここでは直感的な理解を簡単にするため、以下のよう な線形モデルの形で考える。

$ \begin{pmatrix} y_2 \\ \vdots \\ y_N \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \cos(2\pi t_2\nu_1) & \cdots & \cos(2\pi t_2\nu_M) & \sin(2\pi t_2\nu_1) & \cdots & \sin(2\pi t_2\nu_M) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ \cos(2\pi t_N\nu_1) & \cdots & \cos(2\pi t_N\nu_M) & \sin(2\pi t_N\nu_1) & \cdots & \sin(2\pi t_N\nu_M) \end{pmatrix} \begin{pmatrix} a_M \\ b_1 \\ \vdots \\ b_M \end{pmatrix} $ (1)	$\left(\begin{array}{c} y_1 \\ y_2 \\ \vdots \\ y_N \end{array}\right)$) =	$ \begin{pmatrix} \cos(2\pi t_1\nu_1)\\ \cos(2\pi t_2\nu_1)\\ \vdots\\ \cos(2\pi t_N\nu_1) \end{pmatrix} $	···· ···· : ····	$ \begin{array}{c} \cos(2\pi t_1\nu_M)\\ \cos(2\pi t_2\nu_M)\\ \vdots\\ \cos(2\pi t_N\nu_M) \end{array} $	$ \frac{\sin(2\pi t_1\nu_1)}{\sin(2\pi t_2\nu_1)} \\ \vdots \\ \sin(2\pi t_N\nu_1) $	···· ··· : ···	$ \left. \begin{array}{c} \sin(2\pi t_1\nu_M) \\ \sin(2\pi t_2\nu_M) \\ \vdots \\ \sin(2\pi t_N\nu_M) \end{array} \right) $	$ \left(\begin{array}{c} a_1\\ \vdots\\ a_M\\ b_1\\ \vdots\\ b_M \end{array}\right) $	(1)
--	---	-----	--	---------------------------	---	--	-------------------------	---	---	-----

この式は逆フーリエ変換 $y = F^{-1}\beta$ に相当する。左辺 $y = \{y_1, y_2, \dots, y_N\}$ が時系列データで、右辺の $\beta = \{a_1, \dots, a_M, b_1, \dots, b_M\}$ はそれぞれの周波数に対応した sin, cos の係数である。ある周波数 ν_i のパワーは $P(\nu_i) = a_i^2 + b_i^2$ である。式 (1) はある周波数スペクトル情報から時系列モデルが生成される順モデルであり、パワースペクトル推定とはこの逆問題を解くことを意味する。

今、データは一定の時間間隔で得られた N 個の点 $t_i = i\Delta t$ とし、周波数空間でも等間隔に推定するものとする: $\nu_i = j\Delta\nu_o$ この時に重要となる 2 つの概念を復習しておく。

• ナイキスト周波数 $\nu_{Nyq} = 1/(2\Delta t)$

 $^{^{*1}}$ http://sparse-modeling.jp



図1 エイリアスの例。(a) 真のパワースペクトル。(b) 完全な光度曲線(実線)と、実際に観測されるデータ(黒 点)。(c) 窓関数のパワースペクトル。(d) 観測データから得られるパワースペクトル。真の信号以外の周波数にエ イリアスが現れる。

 N = 2Mの時、ν_{Nyq}以下の係数ベクトルβで、光度曲線を完全再構成できる(シャノンーナイキストのサン プリング定理)

サンプリング定理は、方程式(データ)の数と、変数(係数)の数が等しければ、連立一次方程式は解ける、というこ とに等しい(厳密には行列の性質に依存する)。実際のデータには誤差があるが、サンプリング定理は、その誤差まで 含めて再構成できるパワースペクトルを作れることを意味している。言い換えれば、誤差を含んだデータから得られ るパワースペクトルにも誤差が含まれる。

ナイキスト周波数 ν_{Nyq} に関するパワースペクトルの重要な性質として「折り返し」がよく知られる。これは、周 波数 0 から ν_{Nyq} までのパワースペクトルを ν_{Nyq} で折り返したものが、 ν_{Nyq} から $2\nu_{Nyq}$ までのパワースペクトルと 等しいことである。すなわち、もし ν_{Nyq} 以上に真の信号があった場合でも、それは折り返しによって対応する信号 が必ず ν_{Nqy} に現れる。このため、真の信号が ν_{Nyq} 以上にあるのかどうかは判断できなくなる。稀に ν_{Nyq} 以上の信 号は「検出できない」とされることがあるが、より正確には「 ν_{Nyq} 以下の信号と区別できない」が正しく、もしなん らかの事前情報によって真の信号が必ず ν_{Nyq} 以上にあることがわかっている、もしくは仮定できる場合は、その信 号も推定できる。

これまでは等間隔なデータを想定してきたが、例えば変光星の光度曲線の場合、天気が悪い時はデータが取れず、 実際にはデータ間隔は非均一になることが多い。またデータ基線の長さ(データの最後の時刻と最初の時刻の差)が 無限に長ければパワースペクトル上にデルタ関数的に信号がでるが、実際は有限の基線しか取れないため、不確定性 原理的に、信号は有限の幅を持つ。データが取れた時刻の値を1、取れなかった時刻の値を0とした関数を「窓関 数」と呼ぶ。完全な時系列データを y とすると、実際に得られる不完全なデータは窓関数 w を掛けた wy となる。 データが取れなかった時刻の測定値として0という偽の測定値が入ることに注意されたい。これをフーリエ変換する と F(wy) = F(w) * F(y) となる。ここで演算子 * は畳み込みを表す。これは、実際の不完全データから得られるパ ワースペクトルは真のパワースペクトル F(y) に窓関数のパワースペクトル F(w) が畳み込まれたものになることを 意味している。これによって、パワースペクトルには真の信号ではない偽の信号が現れ、それらはエイリアスと呼ば れる(図1)。

フーリエ変換に限らず、周期解析する際には以下に気をつける必要がある。

- ナイキスト周波数を意識しているか。推定しているパワースペクトルの帯域がナイキストを超えていないか。
- サンプリング定理を意識しよう。データ点数に対してパワースペクトルの分解能が高すぎないか。
- 密関数とエイリアスを意識しよう。偽物の信号を本物と結論しないように。

3 様々な周期解析手法

パワースペクトル推定の問題に対して、通常のフーリエ変換以外にいくつかの手法が提案されている。ここでは以下の5つの手法とその特徴を紹介する。

3.1 Phase Dispersion Minimization (PDM)

PDM は Stellingwerf (1978) で提案された手法で、光度曲線をある周期で折りたたんで (folding)、位相ごとの 分散を統計量とする。データ点数 N、位相ビンの数 M、i 番目の位相ビンでの分散とデータ数を s_i , n_i として、 $\sigma^2 = \sum (x_i - \bar{x}_i)/(N-1)$, $s^2 = \sum (n_i - 1)s_i^2/(\sum n_i - M)$ から計算される $\theta = s^2/\sigma^2$ を統計量とし、その極小を 探す。

フーリエ変換は三角関数の重ね合わせであるため、ノコギリ状の光度曲線など非対称性の強い波形を表すためには 多くの周波数の信号が必要となる。PDM は特定の関数形を使わないため、そのような光度曲線に対して単純なフー リエ変換よりも強力な手法である、と言われる。一方、エイリアスの問題を解決するものではない。

3.2 食・パルス的な光度曲線の解析

前節の PDM を紹介すると、食連星の食や中性子星パルサーのパルス信号のように、静穏期間が長く、全位相のう ちのごくわずかだけ鋭く変動するような光度曲線にも PDM が適していると考える人がいるが、それは最適ではない ことが多い。

そのようなデータは1つ1つの極小もしくは極大付近に2次曲線などを当てはめ、極小(極大)時刻を推定し、そ れら極小(極大)時刻に対してサイクル数を変数にして線形回帰するのが妥当だろう。なお、その結果の観測された 極小(極大)時刻とモデルとの残差は Observation-Calculation; *O* - *C* と呼ばれ、連星系の分野を中心に周期の安 定性・変動の有無などを見るためによく使われる。

3.3 Clean アルゴリズム

不完全データから得られるパワースペクトルは窓関数のパワースペクトルが畳み込まれている。窓関数のパワース ペクトルは観測時刻から計算できるので(図1)、得られたパワースペクトルの最も強い信号に窓関数のパワースペク トルを当てはめ、差し引くことによって、その信号に起因するエイリアスを除去することができる。次に強い信号に 再び窓関数のパワースペクトルを当てはめ、差し引き、これを繰り返すことで、スペクトルを綺麗に (clean) にでき る。この手法を Clean という (Roberts, Lehar, & Dreher 1987)。

Clean は複数の周波数が期待され、それらがエイリアスによって検出困難な時によく用いられてきた。ただし、パ ワースペクトルのどこに窓関数成分を当て、いつまで差し引きを続けるのかについて明確な基準はなく、主観的に決 めることも多い。例えば、図1のような非常に意地悪な設定の場合は、エイリアスに窓関数成分を当てはめてしまい、 誤った結果が導かれる危険性もある。

3.4 Lomb-Scargle periodgram

フーリエ成分 $\mu_i = a_j \cos(2\pi t_i \nu_j) + b_j \sin(2\pi t_i \nu_j)$ を周波数ごとに 1 つ 1 つデータに当てはめ、 $\chi^2(\nu_j) = \sum_i (y_i - \mu_i / \sigma_i)^2$ を計算。ヌルモデルとして一定値モデルを当てはめた時の $\chi^2 = \chi_0^2$ として、 $P(\nu_i) = \frac{1}{2} [\chi_0^2 - \chi^2(\nu_i)]$ をプロットすることで Periodgram とするのが Lomb-Scargle periodgram である (Scargle 1982)。

この手法は χ^2 の差を用いているため、信号の統計的検定による有意性を測りやすいのが利点である。ただし複数 周期が存在する場合、本来は信号の強いものから順に1つずつ検定していくのが妥当な方法であり、ヌルモデルとの χ^2 の差だけでは誤った判断になる可能性がある。また、エイリアスに強いわけではなく、1つ1つの周波数に対して 独立に最適化を行うため計算時間が掛かる。

3.5 LASSO によるパワースペクトル推定(スパースモデリング)

最小二乗法に対して 1 次ノルム $\|\beta\|_1 = \sum_i |\beta_i|$ で制約をつける回帰手法は Least Absolute Shrinkage and Selection Operator (LASSO) と呼ばれる (Tibshirani 1996)。LASSO 解は β をスパースにする、すなわち、 $\{\beta_1, \beta_2, \dots, \beta_M\}$ の多くを 0 にし、非ゼロ要素をできるだけ少ないものが選ばれる。このような情報のスパース性を 利用したモデリング手法はスパースモデリングと呼ばれる。

今、光度曲線はたかだか数個〜数十個の周波数成分しか持っていないと仮定できれば、式 (1) の係数ベクトルはス パースになるので、LASSO を用いて $\hat{x} = \arg \min\{\|\mathbf{y} - \mathcal{F}^{-1}\mathbf{x}\|_2^2 + \lambda \|\boldsymbol{\beta}\|_1\}$ と問題を設定すれば、観測データを再現 する最もスパースなパワースペクトルが得られる。 λ はラグランジュの未定乗数であり、この λ はモデルの適合度と パワースペクトルのスパース度のバランスをとるパラメータである。交差検証法と呼ばれるデータを訓練用とテスト 用に分割する手法によって、この λ もデータから見積もることができる (Kato & Uemura 2012)。

本来なら不完全な光度曲線データ y の次元 N は係数ベクトル β の次元 M より小さいため、方程式は解けない。 これを欠損データを無視(=観測されていない時刻は y = 0とする)してフーリエ変換するため、エイリアスが発 生する。しかし、LASSO による手法では無限にある解の中から最もスパースな解を選ぶ、という制約をつけること で、エイリアスやホワイトノイズを避けることができる。この意味において、LASSO によるパワースペクトル推定 は Clean の自動化とも言える。本稿では詳しい情報は省略するが、この手法に興味がある方は論文 (Kato & Uemura 2012)か拙著解説記事をご覧頂きたい*²。

一方で、この手法はパワースペクトルのスパース性を仮定しているため、例えばパワーが周波数のベキ乗になって いる場合 (*P*(*ν*) ∝ *ν*^{*p*})、この手法はベキ指数の推定には不向きである。

4 まとめ

最後にどのような時にどの手法を用いれば良いのか、私見をまとめておく。まず、データが等間隔(人工衛星デー タなど)であれば、普通のフーリエ変換でパワースペクトルを推定すれば良い。次に、データが不等間隔で、かつ、 データの S/N が非常に悪く、周期が受かるとしてもせいぜい1つ、という状況なら、やはり普通のフーリエ変換で良 いだろうし、Lomb-Scalgle periodgram を使えば信号の有意性は検定しやすいだろう。さらに、データは不等間隔だ が、周期性は光度曲線に明確に見えていて、その1つの卓越した周期を知りたい、という場合。波形が三角関数的な ら普通のフーリエ変換で良いし、そうでない場合は PDM を使うのが良いだろう。最後に最も難しい問題は、不等間 隔のデータで複数の周期性が期待されるが、いくつの周期性があるのかはわからないし、その数も決めたい、という 問題である。そして、そのような時こそ LASSO によるパワースペクトル推定が威力を発揮する。

参考文献

- [1] Kato, T., & Uemura, M., 2012, PASJ, 64, 122
- [2] Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W., 1987, AJ, 93, 968
- [3] Scargle, J. D., 1982, ApJ, 263, 835
- [4] Stellingwerf, 1978, ApJ, 224, 953
- [5] Tibshirani, R., 1996, Journal of Royal Statistical Society. Series B, 58, 267

 $^{^{*2}}$ http://home.hiroshima-u.ac.jp/uemuram/How2SM/03_times.pdf

Ca-rich トランジェント iPTF15eqv の可視近赤外解析

河原直貴、山中雅之、川端弘治、中岡竜也、川端美穂、長木舞子(広島大)、 前田啓一(京大)、他かなた望遠鏡チーム

概要

近年の大規模な新天体サーベイによって、これまでは見つかって来なかったような特異な突発現象 が発見されつつある。後期スペクトルにおいてカルシウムのみが強い輝線として見られる Ca-rich トラ ンジェントはその一つである。この爆発現象の多くは楕円銀河で見つかっており、非常に古い種族で あることが指摘されており、白色矮星による熱核暴走爆発のシナリオが提唱されている一方で、重力 崩壊型の可能性も議論されており、その正体は全く不明である。光度曲線やスペクトル進化から爆発 パラメータを推定することはシナリオを決定付ける鍵となりうる。我々は、広島大学かなた望遠鏡を 用いて 2015 年 9 月 27 日に発見された Ca-rich トランジェント iPTF15eqv の可視近赤外線観測を行っ た。その解析の進捗を報告する。

1. 序論

大質量星が一生の最後に起こす爆発を超新星爆発(以降、超新星とする)と呼ぶ。超新星には様々な種類があり、もっとも明るい極大期におけるスペクトルにより分類される。水素の吸収線が見られない ものを I 型、水素の吸収線が見られるものを II 型と分類する。I 型の中で強いケイ素の吸収線が見られ るものは Ia 型と分類され硫黄や鉄なども豊富に見られる。また、ヘリウムの吸収線が見られるものを Ib 型、ヘリウムの吸収線が見られないものを Ic 型 と分類する。Ia 型は核暴走型爆発、それ以外は重 力崩壊型爆発であると考えられている。

近年発見された超新星の中で、早期スペクトルから強いカルシウムの輝線が見えるものがある。そ のような超新星は Ca-rich トランジェントと呼ばれている。Ca-rich トランジェントは極大期のスペク トルに水素の吸収線が見られず、ヘリウムの吸収線が見えることから Ib 型として報告される。しかし 時間が経つにつれスペクトルに強いカルシウムの輝線が現れ、Ib 型とは異なる特徴を示す。後期スペ クトルにおいては Ib/c 型に見られる酸素の輝線が非常に弱く、卓越したカルシウム輝線のみを持つス ペクトルを示す。Ca-rich トランジェントの母銀河は楕円銀河が多く、また、数十 kpc のオーダーで母 銀河から離れているものも見つかっている。

一部の理論的示唆から、爆発モデルとして白色矮星起源の熱核暴走反応シナリオと8-10M_の程度の大 質量星の重力崩壊シナリオが考えられているが、不明な点は多い。多くが楕円銀河で発見される事は 白色矮星などの低質量星由来であることを示唆する。

一方で、ライトカーブやスペクトルは重力崩壊型とも矛盾は無い。また、観測結果からは白色矮星の 爆発、大質量星の爆発ともに支持されており、その親星の正体は全くわかっていない。したがって密 な観測サンプルを増やし、観測で得た光度曲線やスペクトルから爆発パラメータを推定することで親 星シナリオに制限を与えることが重要である。

2.観測

本研究の観測天体は Ca-rich トランジェント iPTF15eqv である。この超新星は 2015 年 9 月 27 日に 30.4Mpc の近傍渦巻銀河 NGC3430 で発見された。その後、先行研究(Milisavljevic et al.2017)に て Ca-rich トランジェントであることが報告された。

我々は発見日翌日の 2015 年 9 月 28 日から広島大学かなた望遠鏡を用いて、継続的に可視近赤外測光 分光観測を行い、先行研究よりも早期のスペクトルと可視近赤外バンドのデータを取得した。

3.観測結果

3.1 光度曲線とスペクトル

iPTF15eqvの光度曲線を図1に示す。縦軸は見かけの等級で、横軸は時間である。我々の銀河と母 銀河の吸収は $E(B - V)_{total} \sim 0.02[mag]$ と見積もられる。この値は非常に小さく銀河吸収の影響は限定 的であると言えるため $E(B - V)_{total} = 0$ [mag]として扱った。図1からわかるように、極大日付近の データは取得することができず、テールのデータのみ取得することができた。多バンドの観測として は先行研究より100日ほど前からのデータ取得に成功している。

図2は発見日翌日から37日間のスペクトル進化である。Ca-richトランジェントの早期観測の特徴 である、ヘリウムの吸収線とカルシウムの輝線が見られた。スペクトルは先行研究より112日前から データである。





図 2: iPTF15eqv のスペクトル進化

3.2 極大日の推定

図1で示したように iPTF15eqv は極大日のデータがない。したがって図3に示すように、今までに 密な観測がなされている Ca-rich トランジェントと光度曲線のフィッティングおよびスペクトルの比較 を行うことによって極大日を推定する。図3の光度曲線のフィッティングでは赤点で iPTF15eqv の光 度曲線をプロットし、発見日=極大日+n [day]として、n = 20,30の場合を示した。また、スペクト ル比較では最も S/N がよかった 2015 年 10 月 13 日のデータを用いた。光度曲線フィッティングから n = 20 が下限値であることがわかった。またn > 30としても矛盾はない。様々なフェーズのスペクト ルと比較を行う。全体的には、極大日から 50 日付近より、それ以前の early phase がより似ているこ とがわかった。特に PTF11kmb の+24dが最も近いプロファイルをしている。これらの結果より、以降 $n = 30 \pm 10$ [day]とする。

3.2 光度曲線比較

図4はiPTF15eqv(赤点)と他のCa-richトランジェント(暖系色)、Ib/c型およびIIb型(青系 色)超新星のRバンドでの光度曲線を比較したものである。これより、iPTF15eqvは発見日翌日時点 でRバンドでは-16[mag]の明るさであり、極大日での絶対等級は M_{R} ~-17.0±1.0[mag]であると推 定される。これは今まで見つかってきた Ca-richトランジェントよりも約1等も明るい値である。全体 的には光度曲線は Ib/c型により似ているとわかった。



図 3:(左)光度曲線フィッティング、(右)ス

ペクトル比較

図 4: Ib/c、Ca-rich トランジェントとの 光度曲線比較

3.3 He の吸収線速度

図5はヘリウム λ 5876の吸収線速度の進化を他のCa-richトランジェント、Ib/IIb型超新星と比較したものである。iPTF15eqvの吸収線速度は+35dで v_{He} ~8000km/sとなった。またこれより極大日での吸収線速度は v_{He}^{max} ~8000-12000km/sと推定される。そもそもCarichトランジェントとIb/IIb型ではヘリウムの吸収線速度の進化に大きな違いはなく、iPTF15eqvの吸収線速度は両者ともに矛盾しないことがわかった。

4.議論

表1は iPTF15eqv が Ca-rich トランジェントの特徴と Ib/c 型の特徴のどちらを示すか考察したもの である。それぞれの特徴に当てはまるものを○、当てはまらないものを×、矛盾はしないがどちらと も言えないものを△で表した。iPTF15eqv はいくつかの観測的特徴において、Ib/c 型超新星と類似性 を示したものの、Ca-rich トランジェントと合致する特徴が多く見られる。iPTF15eqv は Ca-rich トラ ンジェントの多様性として説明が可能であるかもしれない。Ca-rich トランジェントは多くが楕円銀河 で発見されていることから、重力崩壊型シナリオより白色矮星起源であることが好まれる。



表1:iPTF15eqv の観測的特徴

	Ca-rich	Ib/c
光度曲線	0	\bigcirc
絶対等級	\bigtriangleup	\bigcirc
ヘリウム吸収線速度	\bigcirc	\bigtriangleup
早期スペクトル	\bigcirc	×
[CaII]/[OI] (先行研究)	0	×
母銀河 (先行研究)	\bigtriangleup	\bigcirc

5.結論

Ca-rich トランジェント iPTF15eqv の近赤外光度曲線、先行研究より早期の可視光度曲線およびス ペクトルのサンプルの取得に成功した。早期の分光観測から[Ca II]の禁制線が見えており、Ca-rich ト ランジェントであることがわかった。R バンドの絶対等級は極大日で-17.0±1.0[mag]と推定され Carich としては明るく、Ib/c 型超新星で見られ るような特徴との一致も見られたが Ca-rich トランジェ ントの多様性として考えても矛盾は無い。今後はより早期のスペクトルを詳細に解析することによっ て iPTF15eqv の特徴を見出す。

6.参考文献

- Kasliwal et al., 2012, ApJ, 755, 161
- Kawabata, et al., 2010, Nature, 465, 326
- Lunnan, et al., 2017, ApJ, 836, 60
- Milisavljevic et al.,2017, ApJ, 846, 50
- Valenti, et al., 2014, MNRAS, 437, 1519

新星の組成解析

内藤博之(なよろ市立天文台)

概 要

新星は白色矮星(主星)と恒星(伴星)からなる連星系において、伴星からのガスが白色矮星の表面に 降り積もり、水素燃焼が暴走的に起こって爆発する現象である。核反応が白色矮星表面で起こるため、合成 された元素を直接観測することができ、例えば V339 Del や V5668 Sgr、V2944 Oph の高分散スペクトルに ベリリウム7(半減期約 53 日でリチウム7 に崩壊)が吸収線として直接検出され、新星がリチウムを宇宙 に供給する主要な天体であることが明らかになった。新星は銀河の化学進化・宇宙の物質進化を研究する上 で極めて重要であるとともに、合成された元素を直接観測できるという特徴を併せ持つ貴重な天体である。 しかし、爆発からの経過時間とともに刻々とスペクトルが進化(変化)する新星においては、そのエジェク タ(爆発噴出物)の組成量を精度良く測定することは難しい。本研究は、V1280 Sco の組成解析を通じて、 大量の分光データを精度良く解析する手法を確立させ、信頼度の高い組成量を提供することで統計的な新星 研究に寄与することを目指している。

1 新星爆発とスペクトル進化

新星が爆発し、放出されたガス(まだ光学的に厚い)によって形成される光球が大きく膨らむと、可視光に おいて極大を迎える(e.g. Hachisu & Kato 2006)。極大期の新星スペクトルは P-Cyg プロファイルを伴い、 A-F 型超巨星とよく似たものとなる。極大後、まわりのガスが薄くなってくると、光球面が内部に移動して小 さくなり(そして高温となって、より高いエネルギーの電磁波を出すようになり)、新星エジェクタの電離状 態が変化する(図1)。特に新星の場合、放射領域の物理状態の変化に伴ってスペクトルも変化するため(図 2)、エジェクタの組成や運動を調べるためには数多くのフォローアップ観測が重要となる。

2 組成解析

新星の組成解析の手法として、かつて(1980年代前半頃まで)は極大付近のスペクトルを使った吸収線による解析報告が見られたが、近年は輝線(可視光・X線)の強度比とモデルとの比較による解析が多くなっている。2000年以降では、IRAF*の nebular package などを用いて He (e.g. Iijima & Naito 2011, Iijima 2015)の、Cloudy[†]を用いて He, N, O など (e.g. Munari et al. 2008, Helton et al. 2010)の、X線モデルによって O, N, Ne, Mg, Si, S, Fe など (e.g. Ness et al. 2009, Rauch et al. 2010)の組成量がそれぞれ調べられて いる。また、新しい手法として高速に青色偏移した吸収線群を用いる方法がある。これは、我々が新星の高分散スペクトルに、高速で吹き飛ぶ clumpy なガスを起源とする複数の吸収線群が見られることに着目したもの で、例えば V339 Del や V5668 Sgr、V2944 Oph において、⁷Be の吸収線を使った⁷Li の組成量 (⁷Be が⁷Li

^{*}IRAF(Image Reduction and Analysis Facility)はアメリカ国立光学天文台(NOAO)から配布されている天文解析用ソフト。 [†]Cloudy は輻射輸送コードで、最新版(C17.00)は http://www.nublado.org から入手可能(Ferland et al. 2017)。





図 1: 新星エジェクタの電離状態の変化。電子密度が小さく、光 球の温度が高くなると、高階電離の禁制線(コロナ輝線)が出 現する (Williams 1990)。

図 2: 新星のスペクトル進化の例 : V2264 Oph (Williams et al. 1994)。

に電子捕獲崩壊する)の測定結果から、新星がリチウムを宇宙に供給する主要な天体であることを明らかにした(Tajitsu et al. 2015 et al., Tajitsu et al. 2016 et al.)。

しかし、新星の組成量は同じ天体でも解析手法(文献)によって、あるいは観測したフェーズの違いによっ て数倍の違いが見られることがあるため、観測値を引用する場合にはそれぞれ吟味することが重要である。本 研究では、大量の分光データを精度良く解析する手法を確立させるべく、V1280 Scoの組成解析に取り組んだ。

2.1 観測データ(V1280 Sco)とモデル

観測データは 2011 年 9 月 30 日(世界時)にすばる望遠鏡で取得した V1280 Sco の高分散スペクトルを使用 した。V1280 Sco は 2007 年 2 月に中村祐二・櫻井幸夫両氏によって発見された古典新星であるが、進化が極 めて遅いため 4 年以上経っても明るく、高い S/N のスペクトルを取得できた。我々はこの高分散スペクトル に - 650 km/s から - 830 km/s の速度をもった複数の He I*吸収線群を検出し、(視線方向の)シェル内部 の電離状態(He II 領域)の情報を得ることができた(Naito et al. 2013)。

今回、計算に使用したモデルとパラメーターを表1にまとめた。シェルは球対称とし、モデル(1D)の計算 には Cloudy (C13.03)を使用した。シェル領域、Covering factor、赤化量 E(B - V)は過去に調べた観測値 を固定値として採用した。黒体の温度(黒体放射の入射スペクトルを仮定)、光度、水素密度、組成(今回は CNO のみ)は今後フリーパラメーターとするものだが、今回は手始めに値を固定させ、水素密度は3パター ン(1×10⁵, 1×10⁶, 1.9×10⁵ 個/cm³])、CNO 組成は太陽組成と極大前のスペクトルの吸収線から見積もっ た組成量([C/H]=+1.5, [N/H]=+2.4, [O/H]=+1.3; Naito et al. 2010)の2パターン(全部で6パターン) を計算した。

パラメーター モデル 1 モデル 2 モデル 3 モデル 4 モデル 5 モデル 6 参考文献·備考 $10^{15.9}$ - $10^{16.1}$ $10^{15.9}$ - $10^{16.1}$ $10^{15.9} - 10^{16.1}$ $10^{15.9} - 10^{16.1}$ $10^{15.9}$ - $10^{16.1}$ $10^{15.9}$ - $10^{16.1}$ シェル領域 [cm]^a Naito et al. 2013 0.9 0.9 0.90.90.90.9 Naito et al. 2013 Covering factor 赤化量 $E(B - V)^b$ 0.40 0.400.40 0.40 0.40 0.40Naito et al. 2012 黒体の温度 [K]^c 29000 29000 29000 黒体放射の入射スペクトルを仮定 29000 29000 29000 1×10^{37} 1×10^{37} 光度 [erg/s]^c 1×10^{5} 1×10^{5} 1×10^6 1×10^6 1.9×10^5 水素密度 [個/cm³] 1.9×10^{5} CNO 組成 c $\mathbf{A}\mathbf{b}\mathbf{s}^d$ Solar Solar Solar Naito et al. 2010 Abs Abs -650 km/s から -900 km/s の速度成分をもつガスが 1500 日間かけて広がった領域を見積もった。

表 1:6つのモデルとパラメーター

b 観測スペクトルを E(B − V)=0.40 で赤化補正した。 c 本研究では値を固定したが、今後はフリーバラメーターとして解析する

^d 極大前のスペクトル (吸収線) から求めた組成量: [C/H]= +1.5, [N/H]= +2.4, [O/H]=+1.3

結果 2.2

表2にモデルごとの結果と観測との比較をまとめた(表中の太字は6つのモデルの中では観測値に比較的近 いもの)。例えば、モデル3(図3)は今回の6つのモデルの中では、観測されたバルマー線や [O III] 輝線の 強度を比較的再現できており、平均電子温度や He⁺ の柱密度も観測値とは大きく乖離していないことが分か る。しかし、He II 領域はシェルの内側(-610 km/s 程度以内)にとどまり(観測では-830 km/s まで分布)、 [O III] 領域もかなりシェルの内側に制限されていて(観測的にははおそらくシェルの全領域に分布)、観測を 再現できていない。このように電離状態(He II 領域や [O III] 領域)を評価することで、モデルに新しい制限 を加え、得られた結果の信頼性をより高めることができると考えている。

表 2: モデルごとの結果と観測との比較

	モデル 1	モデル 2	モデル 3	モデル 4	モデル 5	モデル 6	観測値
平均電子温度 [K]	5200	8400	5300	9700	4700	8600	$\sim 5100^a$
He^+ の柱密度 [個/cm ²]	2.19×10^{19}	2.21×10^{19}	$1.38 imes10^{19}$	4.27×10^{19}	3.89×10^{19}	4.18×10^{19}	$\sim 1.5 \times 10^{19b}$
He II の領域	Totally	Totally	$<-610~{\rm km/s}$	$<-630~\rm km/s$	$< -900 \ \mathrm{km/s}$	Totally	$<-830~\rm km/s$
[O III] の領域	< -700 km/s	Totally	$<-600~{\rm km/s}$	$<-630~\rm km/s$	$<-630~\rm km/s$	Totally	Totally?
備考	[N II] 5755 が	[N II] 5755 が	[N II] 5755 の	未同定のライ	[N II] 5755 が	[N II] 5755 が	
	出ない。	出ない。	強度が強い。	ンが出ている。	弱い。	出ない。	
			未同定のライ				
			ンが出ている。				

^a 電子温度は 2007 年に観測した [O I] 5577, 6300, 6364 の強度比から推定した (Naito et al. 2012)。

 b He⁺ の柱密度は 2009 年に取得したスペクトル (He I*吸収線) から推定した (Naito et al. 2013)。

まとめと展望 3

新星の組成についての統計的研究に向けて、V1280 Scoの組成解析を行った。本研究では、手始めに(今後 はフリーパラメーターとする) いくつかのパラメーターを固定値として与えて、6つのモデルに対して Cloudy (1D) で計算を行ったが、過去の文献で報告されている観測値を全て満たすモデルはなかった。今後は、観測 された輝線の強度比を尤もよく再現できる最適解として組成量を求め、さらにシェル内部における電離状態を 評価することで、より信頼できる組成量の測定(組成解析方法の確立)に取り組んで行く。

参考文献

Ferland, G. J., Chatzikos, M., Guzmán, F., et al. 2017, RMxAA, 53, 385



図 3: モデル3の結果。[左図:] 観測(赤色)とモデルスペクトル(青色)の比較。[右図:] シェル内部の電離状態(原子・イオンの分布)。縦軸は存在比(対数スケール)、横軸は中心天体からの距離(右に行くほどシェルの外側)を示す。特に He II 領域(緑色)と [O III] 領域(黒色)に注目。



図 4: その他のモデル(モデル3以外)の結果(説明はそれぞれ図3と同じ)。

Hachisu, I. & Kato, M. 2006, ApJS, 167, 59

Helton, L. A., Woodward, C. E., Walter, F. M., et al. 2010, AJ, 140, 1347

Iijima, T. 2015, AJ, **150**, 20

Iijima, T. & Naito, H. 2011, A&A, **523**, A73

Munari, U., Siviero, A., Henden, A., et al. 2008, A&A, 492, 145

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

Naito, H., Sadakane, K., Narusawa, S. 2010, The proceedings of the Physics of Accreting Compact Binaries

Ness, J.-U., Drake, J. J., Starrfield, S., et al. 2009, AJ, 137, 3414

Rauch, T., Orio, M., Gonzales-Riestra, R., et al. 2010, ApJ, 717, 363

Tajitsu, A., Sadakane, K., Naito, H., et al. 2015, $\mathit{Nature},\,\mathbf{518},\,381$

Tajitsu, A., Sadakane, K., Naito, H., et al. 2016, $ApJ,\,\mathbf{818},\,191$

Williams, R. E. 1990, The proceedings of the Physics of Classical Novae (IAU Coll. No. 122)

Williams, R. E., Phillips, M. M., & Hamuy, M. 1994 ApJS, 90, 297

連星系・変光星・低温度星研究会2017

Eta Carinae: 変光する大質量連星

石橋 和紀(名古屋大学大学院理学研究科)

概要: Eta Carinae は、我々の知りうる星々の中では、太陽質量の 100 倍以上の質量を持つ と推定される最も大質量の恒星である。かつ、比較的近傍の明るい星であるが故に、その観 測データは 16 世紀より存在し、幾度の激しい光度変化を経たことが記録されている。顕著な 例として 1840 年代の Great Eruption があり、現在の「双極状星雲」を創りだしたことが知ら れている。その Eta Carinae だが、1990 年代後半の 5.5 年の周期的変動の発見・検証により、 同じく大質量(太陽質量の 40 倍程度)の伴星を伴うことが示唆された。その後、Eta Carinae の研究は、大質量星同士の interaction から起こるイベントに焦点が移り、Eta Carinae 主星自体 への着目が弱くなってしまった。

そこに起こったのが、分光観測にて見出された Eta Carinae 恒星風自体の変化の兆しである。

Eta Carinae の恒星風起因である可視光域の輝線(水素輝線など)の強度が、顕著に減少している傾向が観測データより伺える。それも、徐々に減少しているのでなく、前記の周期的変動に合わせて(5.5年周期と同期して)、段階的に変動していることが知られている。X線観測からも、その減少傾向は、X線輝度の減少という形で見られている。更に、赤外線にては見かけの恒星風の温度が、同様に5.5年周期にて突如に上昇することも示唆され、Eta Carinaeの恒星風がなにがしかの理由で、伴星の近星点通過の際に変化していることが疑われている。

この研究会での議論を経て、伴星による潮汐力の影響にて、Eta Carinaeの表層大気の自転を 起因とする不安定性の増長が発生し、恒星風の物理状態に影響を及ぼしているのではないか という疑いが強くなった。

1. Eta Carinae とは

Eta Carinae は、大航海時代の頃から南半球の海原を航海する船乗り達の道標ともなり得た明るい星である。その明るさは、一時はカノープスに匹敵する程増光し、その変動の 謎は当時の科学者達をも悩ませた [1]。

今日、我々は Eta Carinae が、100 倍以上の太陽質量をもつ 超巨大質量星であると理解している(図1)。それは、その 明るさから示唆されるものだ。現在、光にて放射されるエ ネルギー量は10^{39.6} erg/s と計測され、その輝度は、光で伝播 する圧力と恒星大気に掛かるガスへの重力の力が釣り合う ほど大きいことが知られている。物理学でいう Eddington Luminosity である。その Eddington Luminosity に近い状態に



図 1: HST Image of Eta Carinae and the Homunculus nebula (Courtesy of J. Morse)

ある恒星大気は不安定であり、何がしかの力が恒星大気に掛かることにより、質量放出が発 生しうる。 図2に見られるような1840年代に起こった突発的な光度変化や爆発的質量放出なども、その 物理的不安定な状況から起因したと考えられるが、具体的にどのような力が作用することで、 突発的に10太陽質量もの質量を短期間に放出させられるのかは未だ解明されていない[2]。 かつ、その50年後には再度小規模爆発を引き起こし、図1にあるような双極状星雲の内部に、 また同様の双極状構造が生まれたことが分かっている[3]。



それから更に 50 年後の 1940 年初頭には、肉眼等級で 8 等級程度だった Eta Carinae が、突然目覚めたかのよ うにその明るさを徐々に増しつづけ、更に 50 年後の 1990 年代初頭から、今度はその輝度増加が加速する 現象が見られはじめた。これが、この論文の主旨の 1 つである、「恒星大気の変化の始まり」について である。

1996年に、この Eta Carinae の謎がさらに深まる。 Augusto Damineli 氏による特定の高エネルギー現象に

見られる 5.5 年周期の変動が検出されたことによる[4]。これにより、連星説が提案され、その伴星を直接観測しようとしたり、主星一伴星の公転による速度変化から、軌道要素を求めようと努力されてはいるが、(1)伴星が主星に比べて暗いこと(とはいえ、実際は明るい星の部類に入るはずだが、Eta Carinae が桁外れに明るいのである)、(2)可視光分光ではphotosphere を観測できず、外に広がった恒星風の動きを計測してしまうため、軌道要素が明確に求められない[5,6]、などの問題があった。むしろ、主星と伴星の恒星風の衝突に起因する衝撃波、そして、衝撃波によって高温に熱せられたガスから放射される X 線が見せる光度変化の方が、軌道要素を求めるのに適しているのかもしれない[7,8]。ここらの観測の歴史自体の話も大変面白いのだが、今回の主旨ではないので割愛する。

しかし、この発見より主な研究対象が恒星風衝突に移行し、肝心の恒星自体の研究が疎かに なりつつある。その主星が特異であり、宇宙化学進化に重要な点に位置する。そこに妥協し てはいけないだろう。



図 3: Historic X-ray light curve of Eta Carinae (from the following web link: https://asd.gsfc.nasa.gov/Michael.Corcoran/eta_car/etacar_rxte_lightcurve/index.html)

2. <u>変化する Eta Carinae</u>

前述されていない Eta Carinae の特性の一つとして、その恒星風による膨大な質量ロスがある。

大質量星の恒星風とは、紫外線域の特定の波長を持つ強烈な光を浴びた炭素などの重元素が 光の圧力により押し出され、それらが他の原子と衝突を繰り返すことにより、「風」のよう な流れとなって恒星から放出される現象である。ただし、Eta Carinae の恒星風は、毎年10⁻³ 太陽質量を放出する特異的な恒星風である[9]。千年で太陽一個分の質量放出をする程で、実 はそれだけの質量ロスを従来の恒星風メカニズムで説明することには成功していない。が、 しかし、1991年に計測された水素バルマー系輝線強度を説明するには、その程度の質量ロス が必要であることは明白であった。

その膨大な恒星風による質量ロスに、近年減少傾向が見られている(図4)。それも、図5に示されるように、5.5年周期に同期した形で段階的に変動している[10]。この変化が起こり始めたのは、前述にあるように、1990年代からの模様である。

この Eta Carinae の恒星風質量ロスの変化は、多波長にも現れて いるのであろうか?その疑問は、まず X 線光度曲線から回答が 得られる。図6を見ると、恒星風衝突起因と推定される X 線強 度が 5.5 年毎に弱くなる傾向にあることが分かる。これは、伴 星の恒星風が変化せず(通常の主系列星の大質量星は変動星で はない故、この仮定は受け入れ易い)、主星の恒星風の速度は 変化せずに質量ロス量のみが減少したと仮定すると、その衝撃 波生成に費やされる運動エネルギー総量が減少することは理解 できるだろう。実際は、恒星風衝突から発生する X 線の輝度は、 その質量ロスの平方根に比例する。すなわち、30%の輝度減少 は、その質量ロスが 50%減少したことを示し、図4を見るかぎ りでは、輝線強度が半減しているように見えることから、その 推算が間違ってはいないことが予想できる。この手の物理につ いて興味のある方は、是非 Corcoran & Ishibashi (2012) [11]を参照 していただきたい。



☑ 4: Sea changes in Eta Carinae's stellar wind [10]. High excitation line like He line does not change, as its emitting region is confined to a smaller part of the wind.

次に、同様の恒星風の変化の影響と思われる現象が、赤外線の光度測定から求められた見か けの色の変化の図から認識できる。



☑ 5: Discrete changes in strength of hydrogen Balmer lines, observed by several ground telescopes. EW stands for equivalent width, relating to the strength of a line. [10]



⊠ 6: Comparison of X-ray light curve over three different phases. The brightness of X-ray emission has declined appreciably over the three phases.

赤外線観測は 1970 年代より南アフリカ天文台(SAAO)にて継続的に行われ、その歴史的デー タの価値は計り知れない。近年になり、Eta Carinae を観測できる機器が引退を余儀なくされ、 以降は、名古屋大学が南ア天文台と共に運用している InfraRed Survey Facility(以下、IRSF)を 用いての JHKs 輝度モニタリングが継続して行われている(図 7)。



図 7: Historicallight curve of Eta Carinae in Infrared bands, JHK and L. Mostly the data were obtained with SAAO/Mk-II photometer (now decommissioned). Nagoya's IRSF take over the monitoring duty lately.

この光度曲線を元に、5.5年周期の変動について様々な仮設が唱えられたが、物理的に眉唾な 議論ばかりであった[12]。その歴史的データをSAAOのPatricia Whitelock氏に提供いただき、 近年に名大のIRSF/Sirius観測機器による観測データと照合した結果、Andrea Mehner氏と本著 者によって、赤外線での見かけの色の変化の発見が為された(図8)。それも、1990年代後 半を境に、色の極端な変化が5.5年周期に段階的に発生していることが見出されたのである [13]。これは、前述の恒星風の段階的変化の状況に似た現象である。

ちなみに、長期的変動は双極雲の拡散による吸収の度合いの変動によるものか、その拡散に よって温められる恒星周囲のガスの変化によるものと仮定し、そのレートは恒常的に一定と すると、それを補正することができる。それらの処理を施したのが図8である。

1998年以降、5.5年周期毎に赤外線での見かけの色の変化が、J-H vs. H-Ks 図上で起こることは、図自体から自明である。近星点通過時(図8の open markers)に見られる急激な変化は、 伴星が Eta Carinae の恒星風の濃い部分に突入し、その恒星風の ionization balance を乱すことにより説明が可能であると予測できる。 このデータが何を意味するのか。Blackbody 温度を仮定する時点で、この赤外線放射が、Eta Carinae の恒星風の光学的厚みが大体1以下になる(光子が電荷と相互作用せずに逃げ出せる 確率が高くなる度合いの事を示す)値から発生する放射光であることを意味する。それすな わち、恒星風からの赤外線が吸収されずに Eta Carinae の大気を逃げ出せ、観測者に届いた光 の見かけの温度を計測していることになる。それが段階的に変化していることから、恒星風 自体が変化していることが伺えると、この解析が示唆している。



 \boxtimes 8: J-H vs. H-Ks magnitude diagram of Eta Carinae. From 1976 through 1998 (shown in black,brown, green, and blue), the apparent color stayed more or less around J-H=1.0 and H-K=1.5. Afterward, the apparent color discretely jumped every 5.5yr, coinciding with the 5.5-yr spectroscopic event identified by Damineli [4]. The open markers indicate that these data points were taken near putative periastron passage. The last data point shown here (light blue) are taken after Year 2014.5. The black body curves are plotted to illustrate how apparent "color" might have changed over the decades.

これら可視分光、X線、赤外線データはすべて、Eta Carinae の恒星風が段階的に変動していることを示唆し、Eta Carinae 自体が変動している可能性が高いことを示唆している(伴星が変化している、もしくは、恒星風が変化していないという提唱は存在するが、特記できる論文は見当たらない)。

3. <u>Eta Carinae に何が起こっているのか</u>

Mehner et al. [13]にて、我々は伴星の潮汐力によって、主星の自転速度が impulsive に加速され る可能性に言及し、そしてその自転速度が、Eta Carinae の表層大気の不安定性を引き起こし うる Critical Rotation Limit に近づきつつある可能性をも示唆した。すなわち、Eta Carinae の自 転速度が早すぎて、外層の大気がふっとばされようとしているという意味である。ただし、 その潮汐力がどれ程効果的であるか(恒星中心核の自転にも影響するか)、どれ程定量的に 自転に影響するかなどは定量的に未解明であった。

しかし、連星の近星点通過の時期に、恒星風が変化するという観測的証拠から、潮汐力が働いているのではないかという推測は的を射ている筈である。今回の会議にて、藤本先生より、 Yamada et al. [14]をご紹介いただき、恒星質量10%程を含む表層大気の自転速度を潮汐力に よって加速することは可能であるとの計算例を教えていただくことが出来たのは幸いであった。Eta Carinae の質量が100太陽質量以上であったのに対し、その10%は約10太陽質量であ る。すなわち、自転速度がtrigger する不安定性から、1840年代に起こった Great Eruption での 質量放出量が説明しうる可能性があることを示唆している。ただ、何故にそのイベントが 1840年代に発生したのかは謎のままである。

それ同様に、この会議にて勝田先生の発表した自転起因の不安定性にも興味がそそられる。 もしかしたら、そこに Luminous Blue Variables 等の明るい星々が見せる不安定性を説明しうる 理由が秘められているのではないかと、発表を聞きつつ考えた次第である。

最後に、岡崎先生よりご指摘があった、紫外線パラドックスであるが(恒星風が弱くなるな ら、紫外線が弱くなるはず、なのに紫外線も含めて増光しているのは何故?)、これはご もっともなご指摘である。明確な解は考えていないが、そもそもの紫外線の強度が強くなっ たのか、それとも、ここ数年で紫外線の強度は相対的には変わっておらず、しかし、密度の 濃い恒星大気から紫外線が逃げやすくなっただけのかは観測からは自明ではない。

いずれにせよ、50年周期で大きな変化を見せている傾向がある Eta Carinae だが、1990年代からさらに 50年後の 2040年代、特に 5.5年周期に重なる 2042年にどのような振る舞いを見せるのか興味深々である。

References:

- [1] Herschel, J.F.W. 1847, "Results of Astronomical Observationsat the Cape of Good Hope", 36
- [2] Humphreys, R., Davidson, K., Smith, N. 1999, PASP, 111, 1124
- [3] Ishibashi, K., et al. 2003, AJ, 125, 3222
- [4] Damineli, A. 1996, ApJ, 460, L49
- [5] Damineli, A., Conti, P. S., Lopes, D. F. 1997, New Astronomy, 2, 107
- [6] Iping, R. et al. 2005, ApJ, 633, L37
- [7] Ishibashi, K., et al. 1999, ApJ, 524,983
- [8] Okazaki, A., et al. 2008, MNRAS, 388, 39
- [9] Davidson, K., et al. 1995, AJ, 109, 1784
- [10] Mehner, A., et al. ApJ, 2010, 717, L22
- [11] Corcoran, M. F., and Ishibashi, K. 2012, ASSL, 384, 195
- [12] Smith, N. 2010, MNRAS, 402, 145
- [13] Mehner, A., et al. 2014, A&A, 564, 14
- [14] Yamada, S, Okazaki, A., Fujimoto, M. Y., ApJ, 678, 922

X線による矮新星 GK Perseiの増光期と静穏期の観測

和田有希, 湯浅孝行, 中澤知洋, 牧島一夫, 林多佳由, 石田学

概要

激変星 GK Persei は強磁場白色矮星 (WD) と恒星との連星系である Intermediate Polar に属する。恒 星からのガスは WD の周りで降着円盤を形成し、その内縁から磁場に沿って WD の磁極付近へ降着柱を 形成しながら降着する。降着柱の WD 表面付近で生じる定在衝撃波によって加熱されたガスの最高温度 は、降着円盤の内縁から WD 表面までの重力ポテンシャルに比例し (Aizu 1973)、WD の質量-半径関係 式 (Nauenberg 1972) を援用することで WD 質量を推定できる。GK Persei は降着円盤の不定性によっ て質量降着率が変動する矮新星にも分類され、約2年ごとに2ヶ月にわたる矮新星爆発を引き起こす。我々 は 2015 年 3 月の矮新星爆発と同 9 月の静穏期における NuSTAR の X 線観測データを解析した。増光時 の 15–50 keV フラックスは静穏期の 33 倍に達しており、降着ガスの最高温度は増光時で 19.7±1.0 keV、 静穏期で 36.2^{+3.5} keV となった。降着円盤の内縁は降着ガスの動圧と磁気圧がつり合っているとされ (Ghosh & Lamb 1979)、質量降着率の高い増光時は円盤内縁が WD 表面に接近することで降着ガスの最 高温度が低下したと考えられる。X 線光度と温度の変化から、増光時には降着円盤の内縁が静穏期の 1/4 となり、WD 中心から 1.9 WD 半径にまで接近していることが示された。WD 質量は 0.87 ± 0.08 太陽 質量と推定され、過去の可視光による観測結果と矛盾せず、9%の高い精度が達成された。

1 はじめに

激変星は白色矮星と恒星の近接連星系で、ロッシュローブを満たし白色矮星への質量降着が起きている系 である。磁場が弱い激変星では白色矮星の周りに降着円盤が形成され、その不安定性によって質量降着率が 増大して増光する矮新星、表面に降着したガスが核融合を起こして増光する古典新星などがある。磁場が 強い系では降着ガスが磁場に捉えられるため、降着円盤の内側が削り取られた Intermediate Polar、降着円 盤が存在せず、白色矮星の自転と公転が同期する Polar に分類される。Intermediate Polar ではガスが白色 矮星の磁極付近へ磁場に沿って落下し、降着柱を形成する。白色矮星表面まで接近したガスは低在衝撃波に よって 10⁷⁻⁸ K まで加熱され、X 線を放射することで冷却されながら降着する。この時のガスの最高温度 は落下ガスの運動エネルギー、すなわちガスが無限遠方から降着した場合の白色矮星の重力ポテンシャル に比例する (Aizu 1973)。X 線のスペクトル解析からガスの最高温度を測定できれば白色矮星の重力ポテン シャルを推定でき、白色矮星の質量-半径関係の理論式 (Nauenberg 1972)を援用することで白色矮星の質 量を推定することができる (e.g. Fujimoto & Ishida 1997; Suleimanov et al. 2005; Yuasa et al. 2010)。

我々は今回、矮新星であり Intermediate polar である GK Persei に着目した。GK Persei は 1901 年の新 星爆発 (Nova Persei 1901: Williams 1901, Hale 1901) 以降、2–3 年おきに矮新星爆発が観測されている。 また GK Persei は自転による降着柱のパルスが見えていることから、強磁場白色矮星を含む Intermediate Polar に分類されている。降着円盤の内縁は降着ガスの動圧と磁気圧の釣り合いで決まる。矮新星爆発時に は降着料が増大し動圧も増加するため、降着円盤は白色矮星表面近くまで成長すると考えられてきた。そ の場合、ガスが無限遠から落下するという前提が成り立たないため、可視光のドップラーシフトより推定さ れた白色矮星質量に対し、X 線による推定質量が有意に小さいという問題があった。本研究では 2013 年に NASA が打ち上げた X 線衛星 NuSTAR を用いて、初めて静穏時の高品質な X 線スペクトルを得ることに 成功し、また増光時の突発観測の結果と合わせて解析することにより、可視光による手法と矛盾ない白色矮 星質量を得た。

2 観測

GK Persei は 2015 年 3 月に矮新星爆発を起こし、増光は 2ヶ月間ほど継続した (Wliber et al. 2015; 図1)。 可視光で最も明るくなった 2015 年 4 月 4 日に NuSTAR による突発観測が行われ、有効観測時間は 42 ks で あった。その後、静穏期に戻った 2015 年 9 月 11 日に有効観測時間 72 ks の通常観測が行われた。NuSTAR は 3 79 keV のエネルギー帯域に感度をもつため、20 50 keV に達する Intermediate Polar の X 線を観測 するのに適している。



図 1: GK Perseiの 2015 年に観測された可視光等級 (AAVSO) と NuSTARの 観測時期.

3 結果

静穏時には3 50 keV のカウントレートが1.080 0.006 count s⁻¹、増光時には18.09 0.02 count s⁻¹ であり、静穏時に比べ増光時は17.5 倍のカウントレートであった。

スペクトル解析では単温度の熱的プラズマ放射を、降着ガスの最高温度まで足し合わせた多温度の降着 柱プラズマモデル (Done & Osborne)を用い、降着ガスによる吸収、白色矮星表面での反射による連続成 分と蛍光鉄輝線を組み合わせたモデルでフィッティングを行った。増光時は降着ガスが吸収体となり、低エ ネルギー側のスペクトルが強く吸収を受けるため 20 50 keV の帯域を、静穏時は 5 50 keV の帯域を用い た。その結果、増光時にはガスの最高温度が 19.7^{+1 3} keV、静穏時には 36.2^{+3 5} keV と測定され、2 つの 状態に置いて有意に温度が異なることが示された。吸収を除いた 0.01-100 keV の X 線フラックスは増光時 で 3 6^{+0 5}_{-0 8} × 10⁻⁹ erg s⁻¹ cm⁻²、静穏時で 5 5^{+0 5}_{-0 9} × 10⁻¹¹ erg s⁻¹ cm⁻² であった。

Aizu (1973) より、質量 M_{WD} 、半径 R_{WD} の白色矮星に降着円盤の内縁 R_{in} からガスが自由落下で降着 するとき、降着柱での衝撃波加熱によるプラズマの最高温度 kT_s は

$$kT_{\rm s} = \frac{3}{8} m_{\rm p} \frac{GM_{\rm WD}}{R_{\rm WD}} \left(1 - \frac{R_{\rm WD}}{R_{\rm in}}\right) \tag{1}$$

で表される。Gは万有引力定数、 は平均分子量、 m_p は陽子の質量である。この式は Suleimanov et al. 2008 および 2016 によって 0.4 < $M_{\rm WD}$ M_{\odot} < 1.2 の範囲で

$$\frac{kT_{\rm s}}{1\,\,\rm keV} \approx 23.4 \frac{M_{\rm WD}}{M_{\odot}} \left(1 - 0.59 \frac{M_{\rm WD}}{M_{\odot}}\right)^{-1} \left(1 - \frac{R_{\rm WD}}{R_{\rm in}}\right) \tag{2}$$

の様に簡略化されている。M_☉は太陽質量である。



図 2: 多温度モデルを用いた増光時 (左) と静穏時 (右) の X 線スペクトル解析の結果.

ここでは降着円盤の内縁半径が降着ガスの動圧と磁気圧が釣り合うアルフヴェン半径に等しいと仮定する。アルフヴェン半径は Elsner & Lamb (1977) によって

$$\frac{R_{\rm in}}{R_{\rm WD}} \approx 2.3 \, \left(\frac{\dot{M}}{10^{20} \,{\rm g/s}}\right)^{-2/7} \left(\frac{M_{\rm WD}}{M_{\odot}}\right)^{-1/7} \, \left(\frac{R_{\rm WD}}{10^9 \,{\rm cm}}\right)^{5/7} \left(\frac{B}{10^6 \,{\rm G}}\right)^{4/7},\tag{3}$$

と定式化されている。ここで \dot{M} は質量降着率、B は白色矮星の表面磁場である。ここで2つの質量降着率 が異なる状態、すなわち静穏時と増光時の質量降着率が与えられたとき、2つの状態における内縁半径の 比 γ は

$$\gamma = \frac{R_{\rm in}^{\rm qui}}{R_{\rm in}^{\rm out}} = \left(\frac{\dot{M}^{\rm out}}{\dot{M}^{\rm qui}}\right)^{-2/7},\tag{4}$$

で表される。質量降着率は X 線光度 L と円盤内縁から白色矮星表面までの重力ポテンシャルで表される ため、

$$\dot{M} = L \times \left[\frac{GM_{\rm WD}}{R_{\rm WD}} \left(1 - \frac{R_{\rm WD}}{R_{\rm in}}\right)\right]^{-1},\tag{5}$$

となる。したがってγは

$$\gamma = \left(\frac{L^{\text{qui}} \times T^{\text{out}}_{\text{s}}}{L^{\text{out}} \times T^{\text{qui}}_{\text{s}}}\right)^{-2/7} = \left(\frac{F^{\text{qui}} \times T^{\text{out}}_{\text{s}}}{F^{\text{out}} \times T^{\text{qui}}_{\text{s}}}\right)^{-2/7},\tag{6}$$

と整理される。スペクトル解析で得られた値を用いると

$$\gamma = 3.9 \pm 0.5.$$
 (7)

が得られる。

図3は式2とスペクトル解析によって得られた kT_s を用いて示された M_{WD} と R_{in} の範囲である。ここで 2つの観測における R_{in} の比 γ が式7を満たす M_{WD} を探すことにより、白色矮星の推定質量は 0.87±0.05

太陽質量と求まる。式3の不定性による系統誤差を加味すると0.87 0.08 太陽質量となる。このとき降着 円盤の内縁半径は増光時で1.9 白色矮星半径、静穏時で7.4 白色矮星半径と求まり、確かに増光時にはガス 動圧の増大により降着円盤が白色矮星表面まで成長していたことが示された。推定質量は可視光で測定さ れた質量の下限値 (Reinsch 1994; Morales-Rueda et al. 2002) とコンシステントである。また増光時の X 線観測だけを用いた推定質量よりも有意に大きいことから、これまでの X 線による推定では R_{in} の効果を 取り込むことが出来なかったために質量を過小評価していたことも示された。



図 3: プラズマの最高温度から示される白色矮星質量と内縁半径への制限.

参考文献

Aizu K., 1973, Progress of Theoretical Physics, 49, 1184

- Done C., Osborne J. P., 1997, MNRAS, 288, 649
- Elsner R. F., Lamb F. K., 1977, ApJ, 215, 897
- Fujimoto R., Ishida M., 1997, ApJ, 474, 774
- Hale G. E., 1901, ApJ, 13
- Morales-Rueda L., Still M. D., Roche P., Wood J. H., Lockley J. J., 2002, MNRAS, 329, 597
- Nauenberg M., 1972, ApJ, 175, 417
- Reinsch K., 1994, A&A, 281, 108
- Suleimanov V., Revnivtsev M., Ritter H., 2005, A&A, 435, 191
- Suleimanov V., Poutanen J., Falanga M., Werner K., 2008, A&A, 491, 525
- Suleimanov V., Doroshenko V., Ducci L., Zhukov G. V., Werner K., 2016, A&A, 591, A35
- Wilber A., Neric M., Starr eld S., Wagner R. M., Woodward C. E., 2015, The Astronomer's Telegram, 7217
- Williams A. S., 1901, MNRAS, 61, 337
- Yuasa T., Nakazawa K., Makishima K., Saitou K., Ishida M., Ebisawa K., Mori H., Yamada S., 2010, A&A, 520, A25

突発天体の増光前データによる型の判別

清田誠一郎(VSOLJ·TAO)

突発天体が発見された際にその素性を速やかに特定することは、その後の、観測計画を立て る上で大切である。それは、新星(classical novae)なら多色測光、わい新星(dwarf novae)な ら連続測光観測と、それぞれの天体に即した観測手法が求められるからである。当面、正体 がわかるまで、どんな天体であっても対応できる観測体制を整えるのということも考えら れるが、リソースが限られることも多く、悩ましい事態になる。これらの同定は、主に、分 光観測によって最終的には決まることがほとんどであるが、測光観測に比べ、即応的にこれ らの天体の同定のために分光観測を行えるところは多くなく、どうしても、数日を要したり してるのが現状である。増光早期の測光データは有用なデータなることが多い中、早期に増 光前天体の素性を明らかにしてすることは大切と思われるが、同定が難しいケースもある。

CBAT TOCP(http://www.cbat.eps.harvard.edu/unconf/tocp.html)

CBAT が運営してる突発天体の報告サイトである。発見者の priority を担保しつつ、早期の 発見情報の伝達を目的に運営されている。主に、アマチュアの捜索者による報告が多い。な お、超新星に関しては、TNS (Transient name server)が運営されるようになってからは、 アマチュアの発見であってもこちらへ報告されている。

2017 年初めから本発表までに TOCP に報告された、銀河系内の突発天体は、表のとおりであった。

天体名	変光星型の同定結果	備考
PNV J18580379+1701265	dwarf nova	
PNV J16521887-3754189	classical nova	V2657 Sco
TCP J18205224-2822121	既知の classical nova	V5854 Sgr
PNV J05323331+6247497	既知の dwarf nova	V391 Cam
PNV J18593500-0819370	確認観測では未検出	
PNV J17250160-1708345	既知の classical nova	V2928 Oph
PNV J20422233+2712111	dwarf nova	
PNV J17345432-1423182	ミラ型変光星	
TCP J18154219+3515598	dwarf nova	転載
PNV J18380817-1545534	flare star?	
TCP J20100517+1303006	dwarf nova	
TCP J00332502-3518565	dwarf nova	

表の通り、新星、わい新星、ミラ型変光星、フレア星と様々である。報告後、ドイツの Schmeer 氏は、その位置にある既知の天体の情報が報告されることが多く、その素性の同定の参考に なる。なお、増光前天体との同定には、CDS 運営の Simbad (http://simbad.ustrasbg.fr/simbad/)や Aladin (http://aladin.u-strasbg.fr/aladin.gml)が利用されている例が 多い様に思われる。特に、Aladin は、電波から X 線まで、多波長のカタログデータと画像 がザッピングできるので参考になる。

判定の方法

突発天体の素性の同定には、経験的に以下のような情報が用いられることが多い

- Color (2MASS?, GALEX?)
- 銀緯
- 発見等級

星間吸収の影響を受けにくい赤外線での観測データ(J-H、H-Ks)を用いた変光星型の同定の 先行研究はいくつもあるが、色に関するデータだけでは、変光星型間の分離は十分では無く、 他の情報も含める必要がある。

ただし、これらのデータを元にした同定には、突発天体のフォローアップ観測を行う観測者 の経験に依存する面も多い。また、捜索者自身は、必ずしも、突発天体として報告される各 種の変動天体に詳しいとは限らない。発見直後には、その天体が小惑星では無いか、実は、 最近すでに発見報告がされている天体では無いのか等、チェックすべき項目が多いので、捜 索者にも使いやすく、ワンストップで確認ができるサイトの設置が望まれる。

なお、減光が遅い天体では、発見後、数ヶ月経ってからの再発見される例も散見される。このような既知天体であるかのチェックには、AAVSOのThe International Variable Star Index (VSX: https://www.aavso.org/vsx/)が有用である。情報の更新が頻繁であること、発見報告後の登録が早いので、役立つことが多い。

V2657 Sco

西村栄男さんによって、2017年02月01.862日(U.T.)に撮影された捜索画像から発見された 突発天体である。その後、J. Strader らの2月12.3日の分光観測によって classical nova と確認された(Atel#10071)。実は、この天体は、他複数の捜索者によってほぼ同時期に検出 されていたが、Aladin 他で、赤外線で明るい天体が、ほぼ発見位置にあることがわかった ので、報告が躊躇された(日本天文学会 2017年3月に年会の新天体発見賞授賞式での清田 の聞き取りによる)。なお、西村さんの報告がなければ、この天体が知られるに、もっと時 間がかかることになった可能性がある。このように、ベテランの捜索者にとっても、判断に 迷う例もあったことが、本発表のきっかけとなっている。これらの捜索者にも使いやすい情 報検索サイト、もしくは、変光星型同定サイトがあればいいと思われる。なお、清田は、報 告当初から、赤外で明るい天体は、共生星型新星の伴星である可能性を考えて、新星と仮定 して観測を続けていた(http://d.hatena.ne.jp/meineko/20170211)。



図 Aladinによる V2657 Scoの該当位置の赤外(Mellinger) 画像。報告位置に赤外で明るい天体がいた。

中表紙の写真:

なよろ市立天文台のエントランス前で集合写真(研究会2日目:2017年9月16日)

世話人

内藤 博之(世話人代表)、岡崎 敦男、勝田 豊、高妻 真次郎、鳴沢 真也、渡辺 文健

連星系・変光星・	・低温度星研究	完会 2017 集録	
2017年12月3	31日発行		
編集兼発行人	連星系・変光	呈・低温度星研究会 2017 集	録編集部
	7096-0066	北海道名寄市字日進 157-1	なよろ市立天文台内