

連星系東京研究会 2013

集録

2013年5月25日13:30～26日15:00

於：慶応大学日吉キャンパス来往舎

目次

まえがき	… 1
研究会概要	… 2
大島修「食連星 LT Gem の光度曲線解析」	… 5
永井和男「VSOLJ が観測している食変光星」	… 11
伊藤芳春「困難な測光観測の教訓」	… 15
清田誠一郎「食変光星 V4727 Sgr の観測」	… 20
鳴沢真也「短周期振動星を含むアルゴル系の化学組成」	… 23
秋山昌俊「II Peg の多波長同時観測」	… 29
橋本修「ぐんま天文台 150cm 望遠鏡を用いた変光星の観測」	… 34
中村泰久「BCB編集の 10 年余を振り返っての話題から」	… 40
岡崎彰「おおくま座 W 型連星の光度曲線と公転周期の変動」	… 44
渡辺憲昭「ロッシュポテンシャルと制限三体問題」	… 52
衣川智弥「次世代重力波観測のための初代星起源連星の進化計算」	… 58
中村泰久「連星系進化研究の到達点と課題～連星屋の立場から～」	… 62
杉本大一郎「連星系進化研究の道なり -観測とのリンクにおける連星グループの役割」	… 72
加藤万里子「古い種族の新星について」	… 73
今村和義「種族 II に属する古典新星」	… 78
蜂巢泉「古典新星の UBV2 色図中の一般的進化経路の発見」	… 84
赤澤秀彦「短周期食連星 XZ CMi の測光観測中にとらえたチェック星の変光」	… 91
MIN, CHEULHONG「VERA observations of SiO maser toward symbiotic binary system, R Aquarii」	97

まえがき

近年の天体観測の向上、とりわけケプラーによる高精度測光などにより、食連星など変光星の研究がいっそう進展しようとしております。CHARAによる β Lyrや β Perの両星分離撮像や、やはりケプラーによる食連星でのハビタブル惑星の発見など、興味ある発見が続いております。また理論面では、新星の理解も大きく進展しています。一方で、CCDによる地道な食連星の測光調査も基本的な研究であり、ノンプロも含めた観測は今後も多いに期待されます。ところが、近年アマとプロの交流が一昔ほど盛んに行なわれているとは言えない現状もまた否めません。そこで、この度連星系に特化した研究会を開催し、プロアマ含めた参加者間で広く議論したいと考えました。新星、連天体、系外惑星の食現象なども広い意味で入るものいたします。観測面、理論面両方の、できるだけ多くの方にご出席いただき、お互いの学び合いの中で、連星系研究・観測の力を高めたいと願い、今回の「連星系東京研究会2013」を開催いたしました。その研究会の集録が本冊子です。今後の研究の参考になれば幸いです。

今回は次のような趣旨で初日の夜に「お祝いの会」を催させていただきました。日本における連星研究は、故北村正利先生の後、先にご退官された山崎篤磨さんと並び、岡崎彰さん(群馬大学)、中村泰久さん(福島大学)が支えてくださいました。両氏は、今年度3月末をもってそれぞれの大学を定年ご退官されました。そこで、この研究会の機会に、両先生の長年の教育研究に対するご奮闘を慰労するとともに、私どもをお世話くださったことに対する感謝の意を表するため、そして、今後とも連星研究をリードしてくださることを願って、ご定年のお祝いの会を行いました。多くの方の参加もあり、会は盛況でした。どうもありがとうございました。

世話人(発起人) 伊藤芳春、加藤万里子、清田誠一郎、齋藤理恵、永井和男、
蜂巢 泉、吉田加奈子、鳴沢真也(代表)

連星系東京研究会 2013

1) 開催概要

・日時:2013年5月25日(土)~26日(日)

・会場:横浜市港北区日吉4-1-1 慶応大学

2) 研究会趣旨

近年の天体観測の向上、とりわけケプラーによる高精度測光などにより、食連星など変光星の研究がいつそう進展しようとしております。CHARAによる β Lyrや β Perの両星分離撮像や、やはりケプラーによる食連星でのハビタブル惑星の発見など、興味ある発見が続いております。また理論面では、新星の理解も大きく進展しています。一方で、CCDによる地道な食連星の測光調査も基本的な研究であり、ノンプロも含めた観測は今後も多いに期待されます。ところが、近年アマとプロの交流が一昔ほど盛んに行なわれているとは言えない現状もまた否めません。そこで、この度連星系に特化した研究会を開催し、プロアマ含めた参加者間で広く議論したいと思っております。新星、連天体、系外惑星の食現象なども広い意味で入るものいたします。観測面でも、理論面でも結構ですので、ぜひご出席いただき、お互いの学び合いの中で、連星系研究・観測の力を高めたいと願います。

3)「お祝い会」のご案内

今回は通常のような懇親会は行いません。代わりに、次のような趣旨で初日の夜に「お祝い会」を催させていただきます。日本における連星研究は、故北村正利先生の後、先にご退官された山崎篤磨さんと並び、岡崎彰さん(群馬大学)、中村泰久さん(福島大学)が支えてくださいました。両氏は、今年度3月末をもってそれぞれの大学を定年ご退官されました。そこで、この研究会の機会に、両先生の長年の教育研究に対するご奮闘を慰労するとともに、私どもをお世話をくださったことに対する感謝の意を表するため、そして、今後とも連星研究をリードしてくださることを期待して、ご定年のお祝いの会を行うことといたしました。

プログラム

5月25日(土)

13:30 開会のあいさつ

13:35 大島修(岡山県立水島工業高等学校)「食連星 LT Gem の光度曲線解析」

14:00 永井和男(VSOLJ)、他 「VSOLJ が観測している食変光星」

14:25 伊藤芳春(宮城広瀬高等学校) 「困難な測光観測の教訓」

14:50-15:20 コーヒーブレイク(ポスター)

15:20 清田誠一郎(VSOLJ)、他 「食変光星 V4727 Sgr の観測」

15:45 鳴沢真也(兵庫県立大学)、他 「短周期振動星を含むアルゴル系の化学組成」

16:10 秋山昌俊(中央大学)、他 「II Peg の多波長同時観測」

16:35 橋本修(ぐんま天文台)、他 「ぐんま天文台 150cm 望遠鏡を用いた変光星の観測」

17:00 岡崎彰 特別講演「おおくま座 W 型連星の光度曲線と公転周期の変動」

18:00 中村泰久 「BCB編集の 10 年余を振り返っての話題から」

18:15 講演終了後、岡崎、中村両先生のご退職お祝いの会

5月26日(日)

10:00 渡辺憲昭(千葉商科大学商経学部)「ロッシュポテンシャルと制限三体問題」

10:25 衣川智弥(京都大学天体核研究室)、他 「次世代重力波観測のための初代星起源連星の進化計算」

10:50-11:00 コーヒーブレイク

11:00 中村泰久 特別講演「連星系進化研究の到達点と課題～連星屋の立場から～」

12:00 杉本大一郎 「連星系進化研究の道なり -観測とのリンクにおける連星グループの役割」

12:25-14:00 昼食 (お弁当)・ポスター

14:00 加藤万里子(慶應大学)「古い種族の新星について」

14:25 今村和義(岡山理科大学)、他 「種族 II に属する古典新星」

14:50 蜂巢泉(東京大学)、他 「古典新星のUBV2色図中の一般的進化経路の発見」

終了後：閉会のあいさつ・連絡事項

ポスター発表(2件)

赤澤秀彦(倉敷市立箭田小学校)「短周期食連星 XZ CMi の測光観測中にとらえたチェック星の変光」

MIN, CHEULHONG (総合研究大学院大学、水沢 VLBI 観測所)「VERA observations of SiO maser toward symbiotic binary system, R Aquarii」

世話人(発起人) 伊藤芳春、加藤万里子、清田誠一郎、齋藤理恵、永井和男、蜂巢 泉、吉田加奈子、鳴沢真也(代表)

OB星落に属する早期型食連星LT Gemの光度曲線解析

大島 修 (岡山県立水島工業高校)

1. はじめに

GCVS カタログによれば、LT Gem は A.Figer(1978)が周期 0.6258 日の食連星として発見した这件事情になっている (A.Figer, 1978, GEOS NC 191 という文献は入手できなかった)。

この系はスペクトル型 B1V の若い連星系で、ふたご座の OB 星落の一角に位置する (図 1)。同星落に属する IC443 (愛称クラゲ星雲と呼ばれる) は、爆発時期が 3000-30000 年前であるらしい超新星残骸で、距離が 1.5kpc (距離引数=10.88mag) であることは、以下にこの系のパラメータを求める際に参考になる。

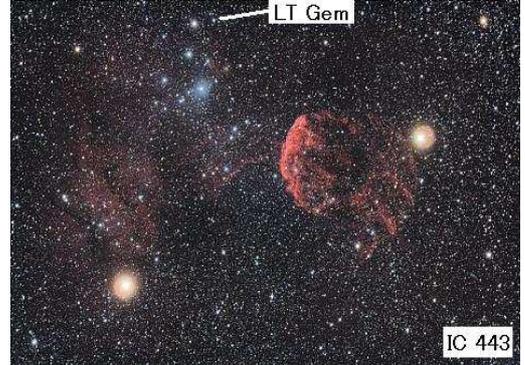


図 1. ふたご座 OB アソシエーション、IC443 (くらげ星雲) と LT Gem

2. 観測を始めたきっかけ

20cm 望遠鏡を使って、気軽な気持ちで短周期食連星の光度曲線のコレクションをしようと観測を始め、5 個目の星が LT Gem であった。それらの選定基準は、10 等より明るく、短周期で、その時期に 1 晩中観測できる場所にあることであった。2011 年 1 月から、LT Gem の周期は 0.6258day (GCVS) なので数夜もあれば全位相をカバーできるだろうと思っていた。(ふたご座 OB 星落に属することも知らなかった) しかし、様子が変であることに気づく。2 夜目は 8 時間以上変光が認められないし、3 夜目でやっと変光が検出できたが食の時間が長すぎ、周期の値が間違っているらしいことに気づく。

LT Gem @OTO 20cm f6.3 ST-8XME -30deg 90sec 2X2bin Comp=GSC 1878-063!

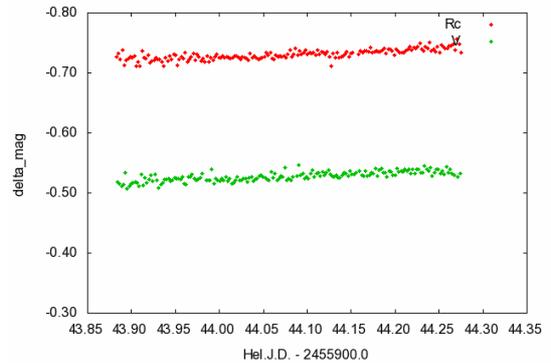


図 2 8 時間以上の観測でも大きな変光は見られない(2012 年 1 月 17 日)

3. 周期の改訂

GCVS では周期 0.6258 日、NameList では Graham Hill(1967) の値を採用してあり、 1.0748 ± 0.002 日または、 2.1497 ± 0.004 日としている。しかし、ASAS のデータを PDM にかけて 4.2 日程度の値が優勢になった。その後、私の観測データを PDM にかけて 4.2811 日となり、ASAS の値とほぼ一致した。さらに、ASAS の「機械学習分類カタログ」 Machine-learned ASAS Classification Catalogue (Richards et al. 2012) が発表され、それによると周期 4.2811 日の β Lyr 型に分類されている。ASAS は短焦点小口径のカメラレンズによるサーベイであり、このような変光幅の少ない天体では測光精度に限界がある。食連星系の正確な物理量を決めるには、望遠鏡による正確な測光が必要である。

なお、「周期 0.6 日」の間違った使われ方も見つかった。MOLIK P. and WOLF M.(2004)

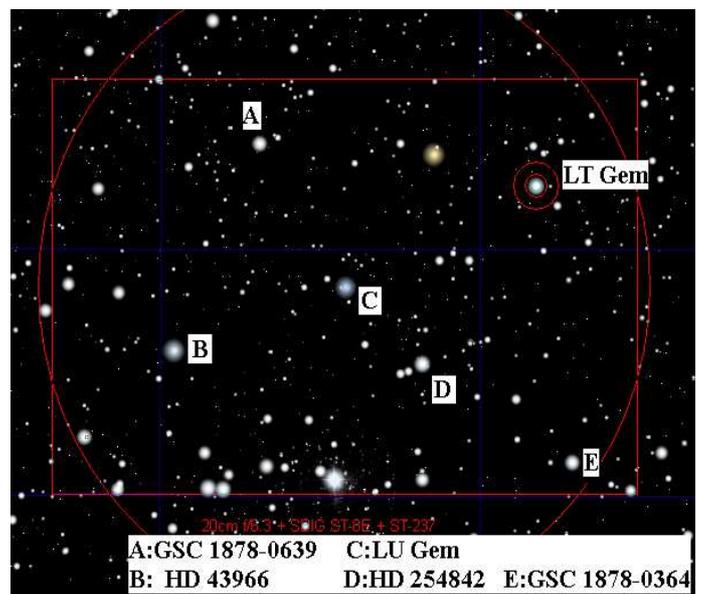


図 3. LT Gem 付近の視野
比較星候補を A から E まで調べたが変光している

によると、The blue envelope of the period-color diagram というものに LT Gem が周期 0.6 日として使われていたが、幸いにしてその論文の趣旨には影響はない。

4. 比較星にも問題あり

比較星に選ぶべき同一視野内の星 (図 3) は、どれも変光しているらしく、どの星を比較星にするか容易に定まらなかった。

結果的に、適度な明るさで変光していないらしい星 D:HD254842 (A0 型、 $V=8.96$ $B-V=+0.06$) を比較星と決めた。ただ、この星の難点として、測光時に気を付けないと Sky アパーチャを大きく取ると接近した 2 つのに 11 等星が含まれる恐れがあることである。なお、LT Gem は、B1V 型、 $V=9.05$ $B-V=0.31$ である。

比較星 B は未登録変光星である。この HD 43966 (B9 型、 $V=7.62$ 、 $B-V=+0.01$) は、変光幅 0.01~0.02 等程度数日程度の変光が認められる (図 4) が、GCVS/NSV には変光星としては記載されていない。明るさからみて巨星に進化している。1 晩の間の変光もありそうで、 β Cep 型変光星か。

4. β Cep と SPB について

ここで、 β Cep と SPB の変更特性について簡単に記す。

(1) β Cep

B0.5-B2 型の光度階級 II ~V に見られる脈動変光星。周期 3~8 時間、変光幅 0.1 等程度以下。20 世紀初頭から知られていた変光星だが、1993 年の原子線データ改訂により、鉄族元素の κ 機構による変光として始めて説明された。

低次の p または g モードに

(2) Slowly Pulsating B stars (SPB)

Waelkens により 1991 年に導入された変光星型。スペクトル型は B2-B9、質量 3~7 太陽質量、変光周期は 0.5~3 日、変光幅 0.1 等程度以下。高次 g モードの非動径振動を示す。多重周期を持つので、数ヶ月から数年のビート現象を持つ。なおこのタイプの典型例である HD160124 は現在でも Simbad では β Cep 型扱いされている。

Comparison Variation HD45966-HD254842 for LT Gem 2013/05/05

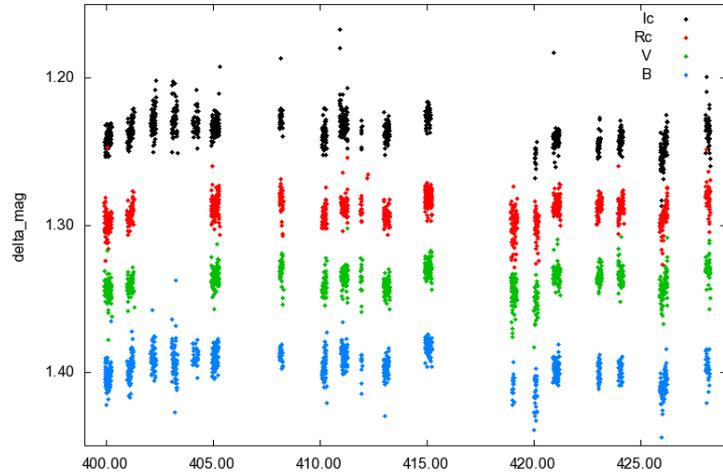


図 4. 初期の比較星とした HD 25966 の変光 最終的な比較星とした HD254842 との等級差を示す。 β Cep 的変光が見られる。

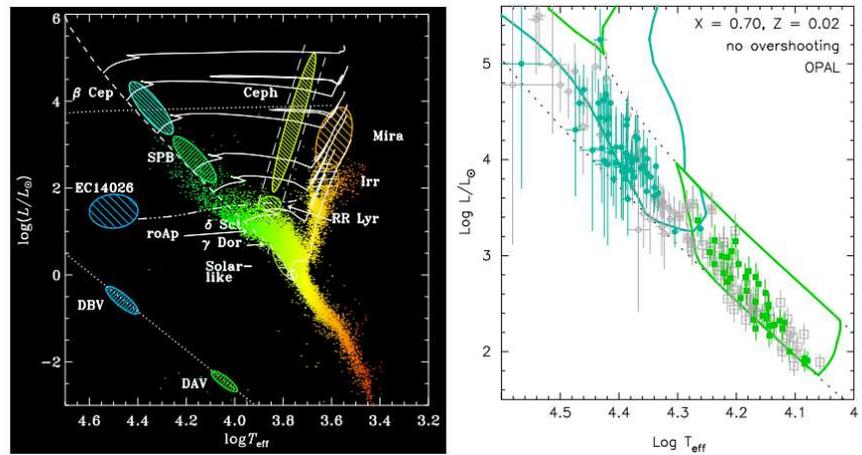


図 5. β Cep と SPB の HR 図上の位置

C. Neiner & P. De Cat (2004) "Variability of β Cephei and SPB stars" より

関係する多重周期を持ち、数週間から数ヶ月のビート現象を示すことが多い。

5. LT Gem の観測と整約

Ohshima Tamashima Observatory の 20cm シュミットカセグレン $f/6.3$ (Focal reducer 使用) に、冷却 CCD カメラとして ST-8XME(一部 ST-9XE) を冷却温度 -20 度 \sim -35 度で使用した。ピンボケ測光法で、露出 60 秒または 90 秒、測光バンドは BVRcIc を使用した。整約には、AIP4win を使用し、Flat (薄明フラット) と Dark は 30 \sim 50 枚のフレームから Master Flame を作り処理した。

6. LT Gem の光度曲線の特徴

2012 年 1 月から 2013 年 2 月の 2 シーズンの観測から得られた光度曲線を図 X に示す。その特徴は以下のとおりである。

- (1) 食が浅い
→ 伴星は主星よりかなり暗く、半径も小さい。第 3 光がかなりの割合で含まれている。
- (2) 主副極小の差が少ない
→ 主星と伴星の有効温度差が少ない
- (3) 皆既食であり、かつ、その継続期間が長い
→ 軌道傾斜が 90 度近く、伴星の半径は主星よりかなり小さい
- (4) 観測の測光精度に比べて、荒れている
→ 比較星か、この系自体に固有変光の可能性はある

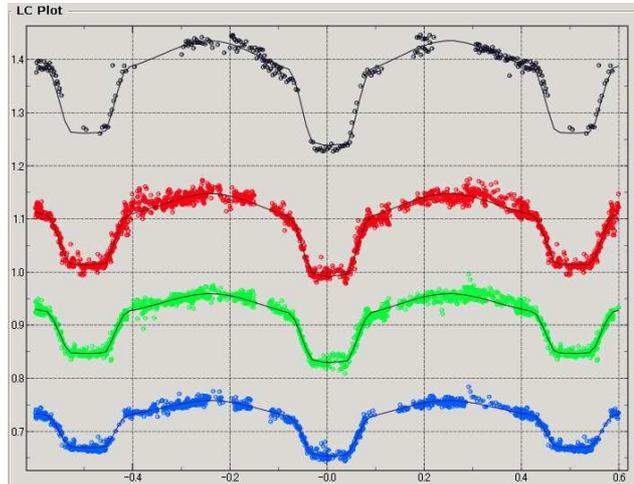


図 6. LT Gem の得られた光度曲線 Ic,Rc,B,V の 4 バンドのデータを示す。縦軸は比較星 HD254842 との等級差を示す。実線は Phoebe を使った光度曲線解析で得られた解による理論光度曲線である。

7. 使用した光度曲線解析ソフト

(1) Phoebe(Physics Of Eclipsing Binaries)

“feebee”と発音する。Prsa(2005)を中心に、WD コードを独自実装し、オープンソース (GPL2) としてコミュニティ開発を行っている。使用出来る OS は、Linux, MacOS, Windows の 3 種類。現在公表されているのは、Ver.1.0 が安定版で、Ver.2.0 は現在開発中である。

<http://phoebe.fmf.uni-lj.si/>

入力する測光データは、位相と光度 (Max を 1.0 とする) が必要な他のソフトと異なり、Phoebe では、Hel.J.D と比較星との等級差のデータセットでもよいため、測光ソフトの結果をそのまま使用でき、暦も修正してくれる。また、極大値を 1.0 にする際の誤差が含まれないという利点がある (図 7)。今回使用した Version は、0.13a (星の形状を表示させるために使用) と開発中の SVN 版 (多色光度曲線を一度に表

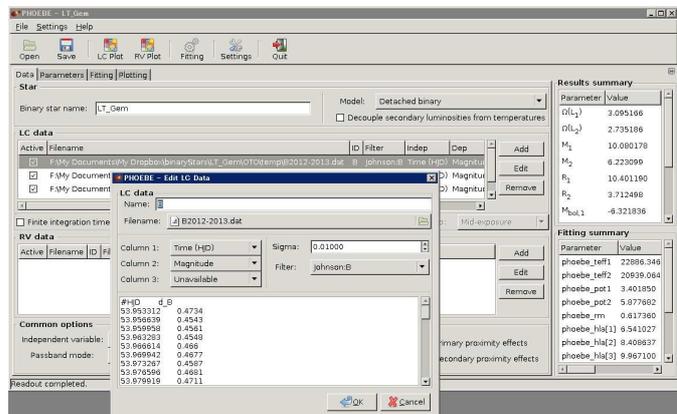


図 7. Phoebe の画面 (測光データの入力)

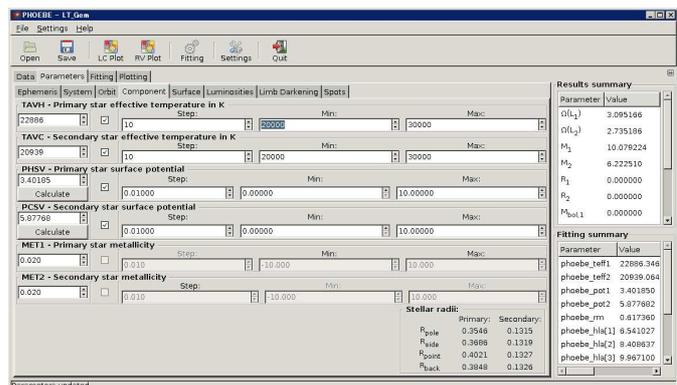


図 8. Phoebe の画面 (パラメータ設定)

示できるが、星の形状を表示させようとするとソフト自体が落ちる)。

(2) WDwint5.6a

Bob Nelson による、WD コードを Windows で動かすソフト(WD Windows Interface)で、入出力は WindowsGUI で行なっている (図 9)。

入手先は、
<http://members.shaw.ca/bob.nelson/software1.htm>

(3) 私にとっての初めての光度曲線解析

初めは、Phoebe でいきなり解析しようとしたが、使うパラメータが大きくかけ離れた場合は、デフォルト値にも関わらず、いきなりソフトが落ちるので途方にくれていた。そこで、初めにおおよそのパラメータ値を得るために、WDwint を使った。

このソフトは、WD コードの機能をそのまま使っており、「LC」(Light Curve generation) で大まかな光度曲線の fitting を行い、「DC」(Differential Corrections) で伴星の有効温度、質量比、主星光度、周縁減光や重力減光、反射光などを修正する。そして、LC と DC を交互に使うことで、より良い解を得るようにする。

そこで WDwint で大まかにパラメータを求め、その値なら Phoebe で用いてもソフトが落ちなくなったので、仕上げは 4 色の光度曲線を同時に表示できる Phoebe SVN 版で行った。

8. Phoebe による解析結果

(1) まず、主星の有効温度を B1V の典型値である 25040K を仮定して解析を行った。

- Teff_1 = 25040K(B1V を仮定)
- Teff_2 = 23006K
- Omega_L1=3.093
- Omega_L2=2.734
- M1=10.09
- M2=6.22
- q=0.613
- R1=10.40
- R2=3.72
- M_bol1=-6.71
- M_bol2=-4.11
- Log(g1)=3.407
- Log(g2)=4.090
- polarSBR1=2.60
- polarSBR2=2.11

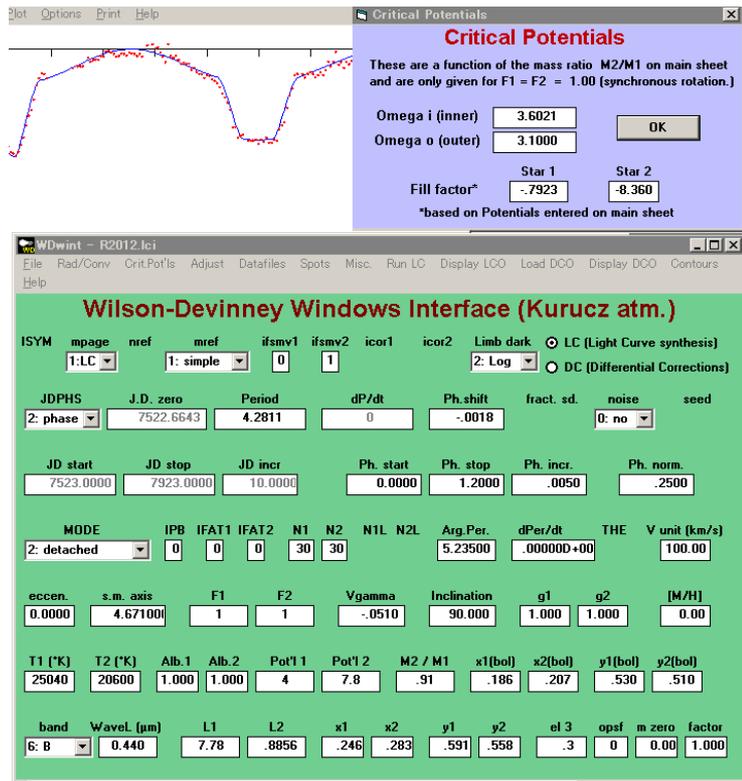


図 9. WDwint の画面

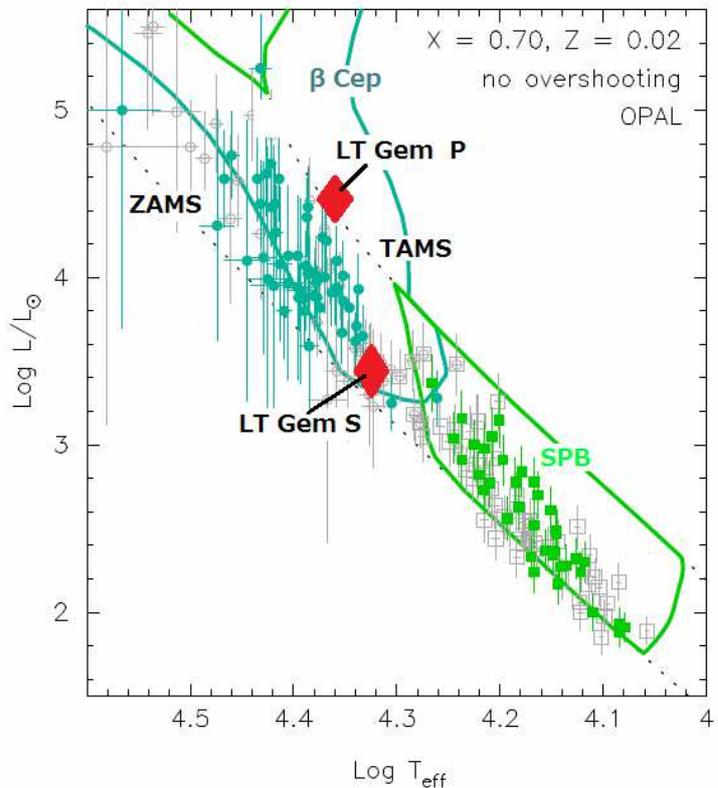


図 10. 得られた LTGem の HR 図上の位置
 主星は、主系列から離れ始めている。伴星はまだ ZAMS に近い主系列上にある。両星ともに β Cep の領域と重なっている。

(2) 次に、Differential Corrections を用いて、主星の有効温度もパラメータ化しベストフィットを探った。

Teff_1 = 22470K(DC fitted)
 Teff_2 = 20556K
 Omega_L1=3.074
 Omega_L2=2.720
 M1=10.15
 M2=6.15
 q=0.617
 R1=10.43
 R2=3.68
 M_bol1=-6.24
 M_bol2=-3.60
 Log(g1)=3.408
 Log(g2)=4.095
 polarSBR1=2.63
 polarSBR2=2.15

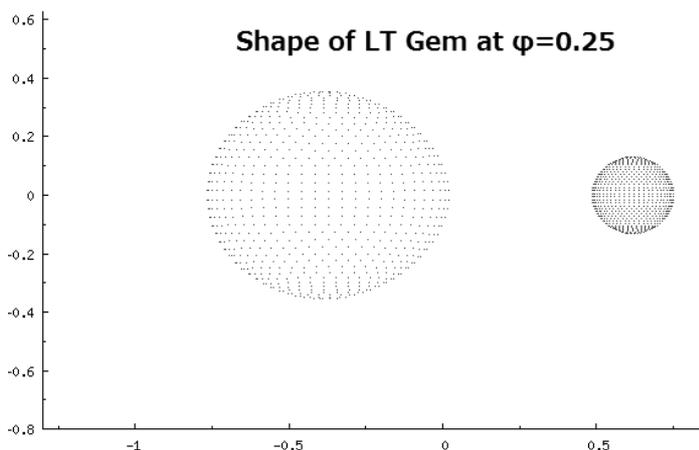


図 1 1 . LT Gem 成分星の形状 (位相 0.25)

これらの値から、LTGem の HR 図上の位置を図 1 0 に示す。主星は進化して TAMS から準巨星領域へ離れ始めているようだ。伴星はむしろ ZAMS に近い主系列上上にある。両星ともに、 β Cep 型領域の真只中にあり、変光星の可能性があるとわかる。

なお、主星の有効温度を DC で fit させても Mbol 以外のパラメータはほとんど変化しない。

(3) 星の形状を図 1 1 に示す。両星ともにロッシュローブを満たしていない。フィッティング残差を図 1 2 に示す。固有変光が残っている可能性がある。

(4) また、第 3 光の寄与が大きいことがわかった。

Mbol1 = -6.25 B0V-B1V
 Mbol2 = -3.60 B3V

el3_B = 0.23
 el3_V = 0.21
 el3_Rc = 0.22
 el3_Ic = 0.18

つまり、3rd light の寄与が 2 割程度もあるが、LT Gem 系に属する (第 3 体) と仮定すると、第 3 光天体は、光度においても食を起こしている伴星よりも明るい。

$$L_1 > L_3 > L_2$$

第 3 光天体のスペクトル型は B2V あたりか。そうであれば、第 3 体も β Cep 型変光を起こしている可能性があり、LT Gem 自体の変光の原因の一つになっているかもしれない。

なお、この第 3 光天体が第 3 体であると仮定すると、極小時刻の O-C への影響を調べたいが、観測的にはかなり困難が予想される。その理由は、皆既食時間が 8 時間と長く、1 箇所の観測地では食の両側の branch を満足に観測できず、極小時刻を高精度に決定できないという困難性があるからである。

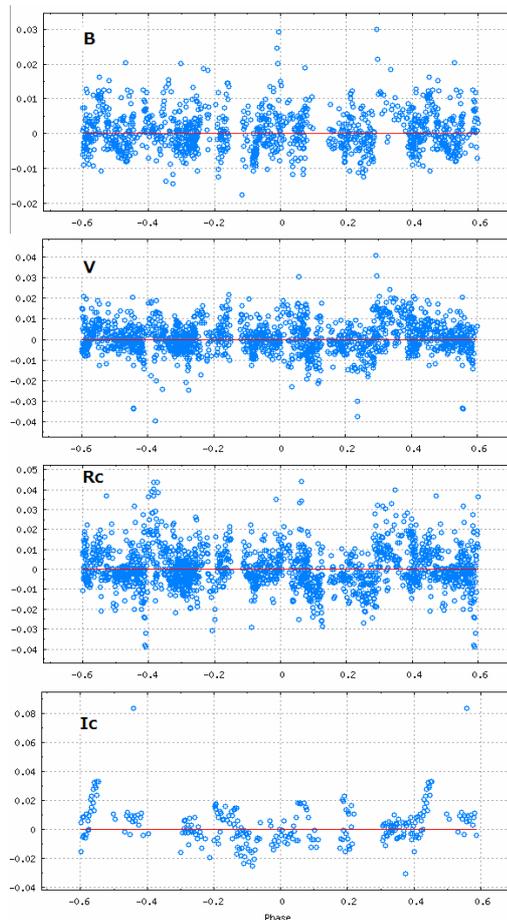


図 1 2 . フィッティングによる残差

(5) 絶対等級と距離

M₀₁ から M_v を推定し、色超過から星間減光を求め (A_v=1.82)、距離指数と距離を見積もると、超新星残骸から求めた距離にほぼ一致する。

本研究から得られた LT Gem 系の距離

主星の値から 1.68kpc(d.m.=11.1)、 伴星の値から 1.48kpc (d.m.=10.9)

IC443:超新星残骸から得られている値 1.5kpc (d.m.=10.88)

参考文献

Hill,G.,(1967), Ap.J.,14, 301.

Molík, P.and Wolf, M. 2004, Baltic Astronomy, 13, 145.

Neiner, C. and De Cat, P. 2004, “Variability of Beta Cephei and SPB stars”

<http://www.ster.kuleuven.ac.be/~coralie/VSWG-CN-001.pdf>

Olbert,C.M. et al.2001, Ap.J.,554L,2050.

Prsa, A. and Zwitter, T. 2005, Ap.J., 628, 426.

Richards et al. 2012, Ap.J., 733, 10.

Samus et al., 2013, GCVS, version Jun,2013, <http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>

VSOL J が観測している食変光星

VSOL J 永井和男、他 (VSOL J メンバー)

VSOL J (日本変光星観測者連盟) は日本天文研究会・日本変光星研究会・東亜天文学会の変光星に関係する人々が緩やかに集まったリーグになっています。

故古畑正秋先生がアマチュアの変光星観測者があまり書き物をしないので書くようにとお話され、英語で書いて海外に配布するように提案されました。その中でアマチュアの変光星観測団体が複数あると海外から見て分かりにくい事から VSOL J が作られました。書き物 (論文) は Variable Star Bulletin となって不定期に発行され VSOL J のホームページ (<http://vsolj.cetus-net.org/>) で公開されています。

これとは別に紙の資料だった変光星の観測データをコンピュータに入力する作業が行われました。当時、100万件のデータがあり、ミリオンからミラプロジェクトと名付けられました。これら以外の VSOL J の仕事にメーリングリストの運用があります。また、30年前に大学天文連盟が始めた変光星観測者会議も現在は VSOL J が引き継いで主催しています。

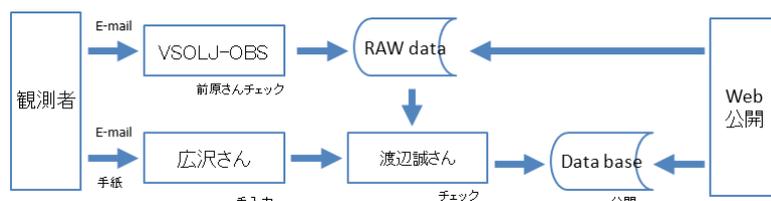


図-1: 観測報告は電子メールや郵便で愛知県の広沢さんの所に集まります。入力後、富山県の渡辺さんがチェックをして正式公開されます。他にメーリングリスト VSOLJ-OBS に投稿された報告を吸い上げてチェック後に正式公開データに追記されます。チェックに時間が掛かる事からチェック前のデータも公開されています。

- 変光星プレテンの発行
- 測光データベースの作成と公開
- メーリングリスト
- 変光星観測者会議開催

図-2: VSOLJ の主な活動はプレテンの発行・データベースの維持・メーリングリストの運用・変光星観測者会議の開催の4項目

は1990年代の半ばからアマチュアでも購入出来るCCDカメラが市場に現れ、それ以降は連続測光の数が増加し測光数が増えています。1900年代は眼視観測が主流でしたので食変光星のような連続測光を必要とする労力のかかる観測が少なかったのに対して大きく様変わりしています。

食の観測数に注目すると、アマチュアの食の観測は眼視観測が中心でしたので光度曲線のディテイルを云々出来ない事から極小時刻の観測が主となっています。現在も極小時刻を得る観測が主流であることは変わっていません。この極小時刻観測もCCDの普及に伴って大きく増加しています。2000年以降の極小観測数を見てみるとCCD測光を望む観測者に徐々にCCDの購入が進むにつれて極小観測数が増え、一通り浸透が終わると年間400件の

ミラプロジェクトで作られたデータベースはインターネットで公開されるようになりました。こちらも VSOL J のホームページ (<http://vsolj.cetus-net.org/>) から閲覧出来るようになっていました。今回の発表はこのデータを使って作った食連星の光度曲線を紹介するものです。

変光星の測光観測数は1900年代だけで149万件に達しました。さらに2000年以降だけで集計すると (まだ12・3年しか経過していませんが) 238万件もあり急速に増加しています。それ

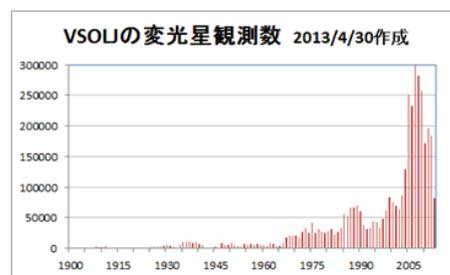


図-3: 1900年代の百年間で149万件の観測に対して2000年以降の13年間で238万件もある。これはCCDカメラの浸透により連続測光が増えた事が要因です。

極小観測数で安定するようになりました。また、眼視観測では変光範囲の比較的大きなEA型の食連星の観測が中心でしたが、CCDの普及によって変光範囲の小さなEW型の食連星も観測できるようになり、極小時刻を得る観測が目的だった事と重なって短周期のEW型食連星が多数観測されるようになりました。同時に食外の測光も行われようになりました。

食変光星の観測者は215名（あるいは団体）ありましたが、現在アクティブな観測者は6名で全員がCCDを使った測光をメインにしています（塩川 長野県、伊藤 東京都、清田 茨城県、広沢 愛知県、永井 神奈川県、笠井 スイス）。ここ数年はデジタル一眼レフカメラを使った測光も同時に行うようにもなりつつあります。デジタルカメラにはメーカー毎に異なった映像エンジンが組み込まれており、比較星を使ったディファレンシャル測光よりも標準星を使った測光を取り入れた方が映像エンジンの影響を減らす事が出来ています。デジタルカメラは家庭に浸透しており変光星の観測が行える環境が簡単に得られる状況になっています。反面、標準星を使った測光は処理が複雑になり普及の妨げになる要因でもあります。

このようにCCDによる測光が増加する中で食外の測光も増えて食連星の全位相が測光される例が増えていきます。VSOLJでは1100星の（短周期）食連星を測光しています。その中で全位相が観測された連星は171星あります。タイプ別の数を見ると、EA（37星）やEB（16星）よりも周期の短いEW型食連星（117星）が多く観測されています（他 1星）。

周期1日程度のEA型食連星の光度曲線を見ると主極小と副極小を狙って観測されているケースが多く、欠測の位相が目立ちます。これからも極小時刻の観測が目的である事が分かります。一方、EAと比べて周期が短い傾向のあるEWになると全位相をカバーされる観測例が増えていきます。

観測地に目を向けると、アクティブなアマチュアの観測者は全員が自宅で観測しています。住宅地は天候や月明かりの影響以外に光害の影響を受けます。これは観測地によって大きく影響に差が出ています。同じような観測装置を使っても空の暗い所では安定して良好な観測結果が得られています。また、アマチュアが購入できるCCDカメラは日進月歩の新技术によって近年ますます良好なS/Nの観測が得られるようになってきました。ここで観測装置に目を向けると1990年代には（それ以前にも）一部で光電管による測光も行われていましたが普及する事なく今では使われなくなりました。ここ数年はデジタル一眼レフカメラを使った変光星観測も始まっています。

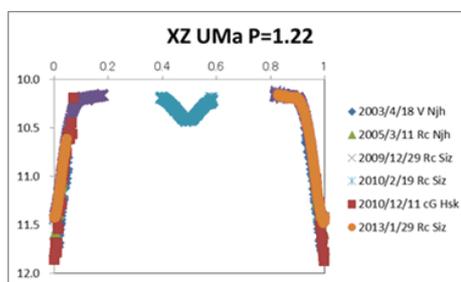


図-4: この観測のように極小時刻を狙って観測する例が多く、1100 星も観測されているが全位相の観測例は 171 星にとどまっている。この例のように欠測部分が多い物は 171 星には含まない。

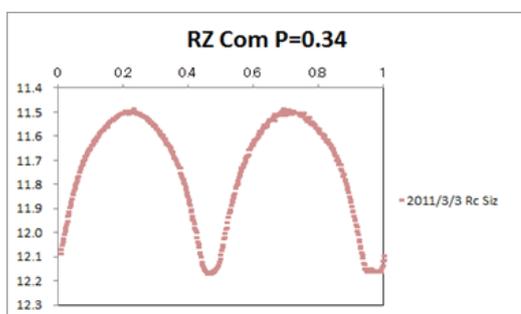


図-5: アマチュアの観測も CCD の技術進歩に伴って良好な S/N で測光される例も増えている

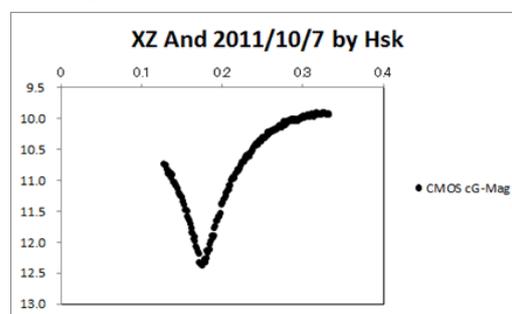


図-6: デジタルカメラによる測光観測例

デジタルカメラは未知数の部分があり安定した測光結果が容易に得られる状況ではありませんが CCD よりも予算が掛らず手軽である事から今後の普及が予想され期待もしています。

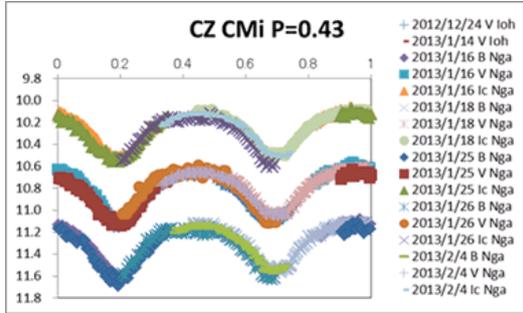


図-7: フィルターホイールは高価なので普及が遅れていますが入手する観測者も現れて少しずつ多色の連続測光も行われるようになりつつあります

CCD測光が広まる中で多色測光も行われるようになりました。ところが、今日はB、明日はV、あるいはAさんがRでBさんがIと言った観測スタイルで観測システムや比較星が異なってしまう事が多く正しい色指数が得にくい観測になってしまっています。最近になってBV Iの順に連続撮影する例があり今後は増えると思われま。これにより色の観測も出来るようになりつつあります。

光度曲線を眺めてみると直ぐに歪のある光度曲線が有る事に気が付きます。中には極小がフラットな物などもあります。EW型の食連星で二つの極大等級が異なった例を非常に多く

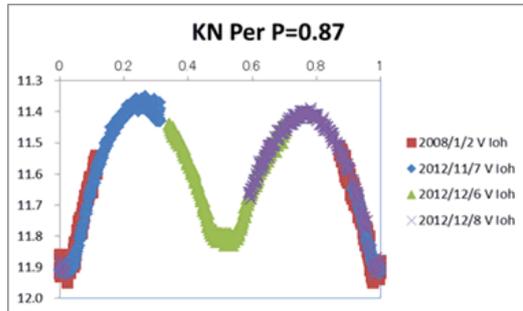


図-8: フラットなボトムのある光度曲線。この例では斜めなフラットが観測されています。また、第一極大の方が明るく。極大光度に差がある例はたいへん多くあります

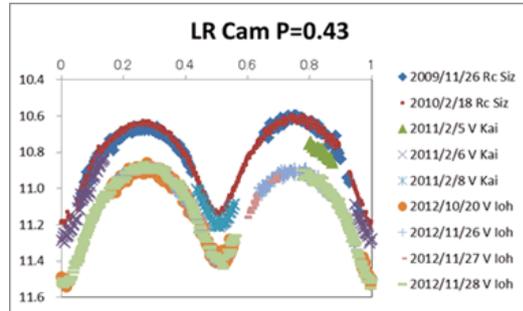


図-9: この観測も二つの極大光度に差がありますが、Vバンドでは第一極大が明るいのにに対して R バンドでは第二極大が明るくなっています

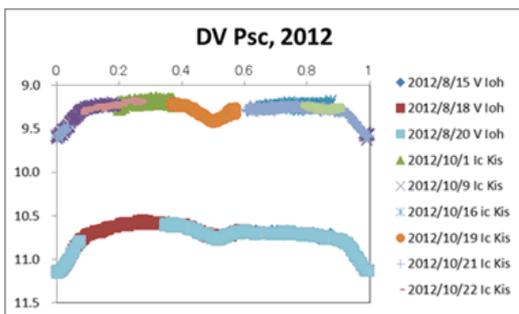


図-10: DV Psc は RS type の連星で光度曲線の形状は年ごとに違っています。VSOLJ では 2005 年から観測されていて年ごとの光度曲線の変化も検出されています

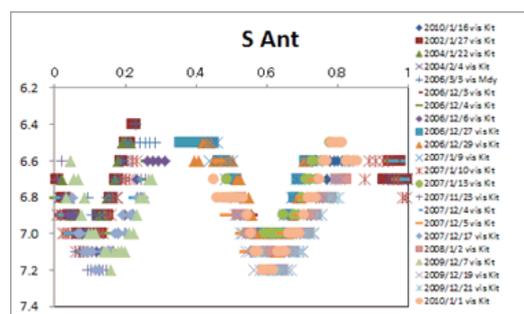


図-11: VSOLJ では眼視観測もされています。これ数日間の二人の観測から作った光度曲線です

見かけます。その様子も様々で明るい極大が必ずしも第一極大に偏るといった様な事はなく様々です。また、色によっても異なっていてRで差があってもVでは差が無い物などもありました。

興味深い光度曲線に大きな歪のある例があります。二つの極大等級に差があると言った物ではなく光度曲線が全体に歪んでしまっています。

V S O L J では現在も眼視観測が行われています。熟練した観測者の光度曲線は C C D 測光と間違えるほど綺麗な物もあります。

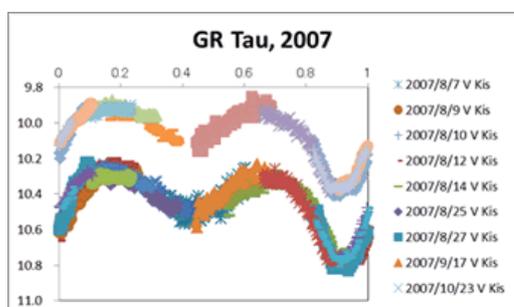


図-12：毎年全位相の光度曲線が得られている例が 8 例あります。GR Tau は 2002 年から継続観測されています。YY Eri が最も古く 1992 年から継続観測されています。

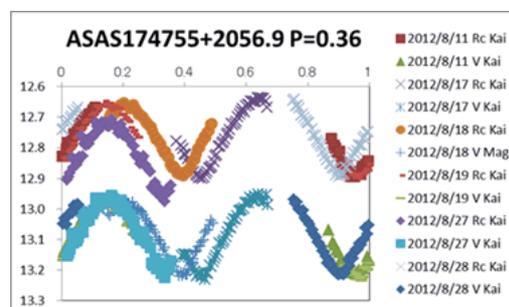


図-13：ASAS の食連星には公表されている周期が実際と違っている例があります。

V S O L J が C C D 測光している食連星の中には毎年継続して測光されている物が複数あります。この中には歪を持った系もあり、年ごとの形状の変化もとらえられています。

他には G C V S に載っていない食連星の観測例も少なくはありません。特に A S A S の変光星は多く観測されています。これら以外に国際共同観測や周期の怪しい連星の確認観測など様々な試みが行われています。

V S O L J データベースはどなたでも無料で利用可能です。アマチュアは測光して終わるケースが多く、プロの研究者に V S O L J のデータを利用して頂ければ観測結果がより生かされるようになります。よろしくお願いいたします。

困難な測光観測の教訓

宮城県宮城広瀬高等学校

伊藤 芳春

これまで光電測光装置や冷却 CCD カメラを用いていくつかの食変光星の測光観測を行ってきた。さまざまな失敗を経験してきたので、これから観測を始める人が繰り返さないように紹介をしてみたい。

1 IM Mon の観測

IM Mon の最初の測光観測は C.S.Gum が 1949 から 50 年にかけて Commonwealth Observatory の口径 22.5cm 屈折望遠鏡に 1P21 光電子増倍管を取り付けて行った。図 1 減光幅が 0.1 等級と小さく観測の難しい食変光星である。小生ははじめ光電測光装置で観測したが、全くデータにならなかった。冷却 CCD

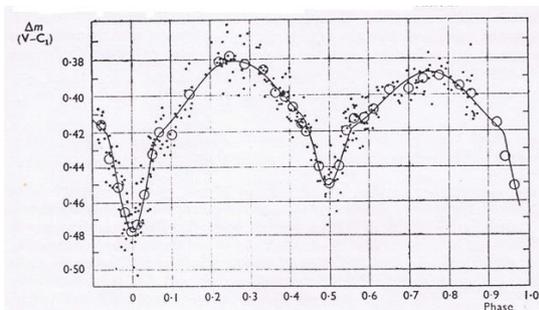


図 1 IM Mon の光電測光観測(1951)

表 1	IM Mon
	6 ^h 23 ^m 41 ^s -3° 16'37" (2000.0)
	Mag 6.40~6.49(B)
	Period 1.1902
	Spec B5Vp+B7
	Type EB/KE
	CCD 測光の比較星 SAO133192
	6 ^h 23 ^m 06 ^s -3° 30'57" (2000.0)
	Mag 7.2mag
	Spec B8
	チェック星 GSC4789:437
	6 ^h 23 ^m 00 ^s -3° 34'14"
	Mag 8.48mag



図 2 IM Mon 付近の CCD 画像

カメラが使えるようになり 2007 年から再び観測を試みた。オリオン座の三つ星の東側にあたり、星が密集しているためスカイが測りにくい場所であった。図 2 小型の赤道儀に口径 20cm シュミットカセグレン望遠鏡(レデューサー付き)で観測したが、追尾精度が悪く視野から星がずれていった。口径 7.5cm, 焦点距離 500mm の屈折望遠鏡にしたところ、元々眼視用の望遠鏡であったため接眼部のガタがあり、注意深く観測したが精度の良い観測はできなかった。

BVRcIc と 4 色測光した中で、一番よい Rc フィルターの測光結果を示す。図 3 観測条件の悪さとしては、観測地より南 2 km に仙台駅があるため市街光が明るい。目的星の赤緯が -3 度であるため南中光度が低

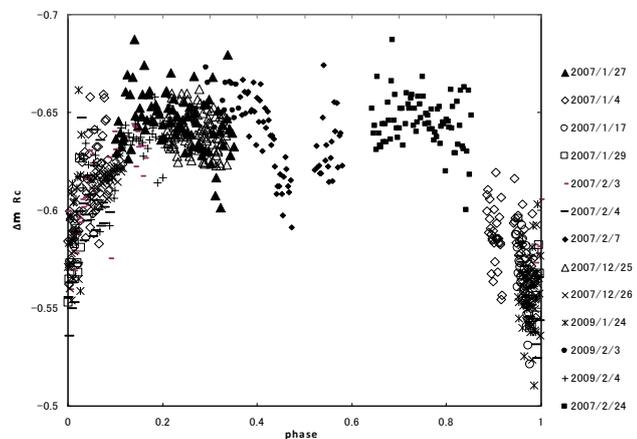


図 3 IM Mon の光度曲線 (Rc フィルター)

く、高度 30 度以上になる時間は 6 時間しかなく観測しにくい変光星であった。図 4

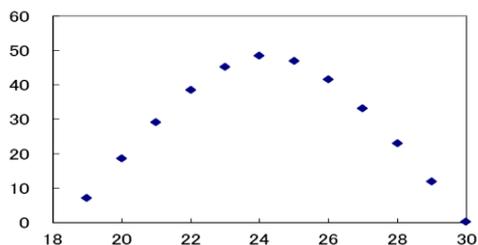


図 4 12 月上旬の IM Mon の高度

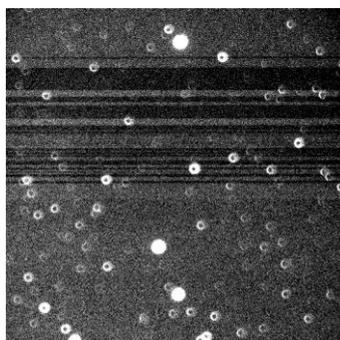


図 5 冷却 CCD の故障

CCD カメラの問題としては、撮影画像に横縞模様が入るトラブルが発生した。図 5 販売店に修理を依頼したところ、アメリカに

送り基板上の不具合箇所の部品交換及びアナログボードの交換を行ったということであった。

2 いくつかの失敗例から

BL Leo 比較星のミス

表 2	BL Leo
	11h45m33s +24° 46'20" (2000.0)
	Mag 13.8~14.5(V)
	Period 0.2819
	Type EW/KW

BL Leo に近い星を比較星として測定した結果図 6 のようになり明らかに比較星が疑われた。次に隣の星を比較星としたところきれいな光度曲線を得ることができた。図 7 はじめに選んだ比較星は、変光星あるいは暗いため測光精度が良く

なかったものと思われる。実は後で気がついたのだが群馬大グループの先行研究があり後者の星を比較星としていた。

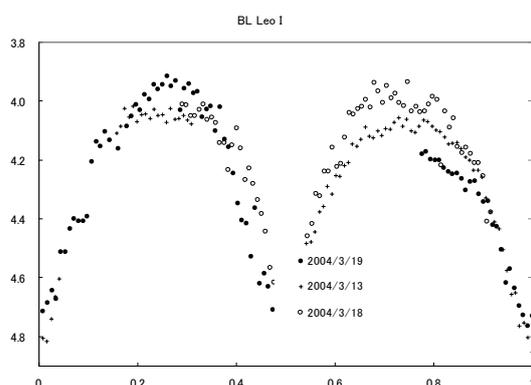


図 6 比較星のミス

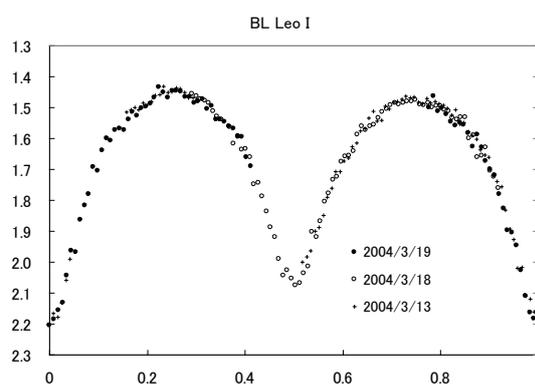


図 7 BL Leo の光度曲線 (Ic フィルター)

CU Eri 変光星ではなかった星

1988 年に協同観測星として取り組んだ。いくら観測しても変光が認められなかったが、既に 1986 年に変光星ではないという報告があった。

以上 2 件の観測から、先行研究の文献調査が大切であることがわかった。

i Boo 赤道儀追尾不良

後述のネットオークションで入手した赤道儀はバックラッシュの大きいためか、追尾の良い日と悪い日があり結果を図8, 図9に示す。

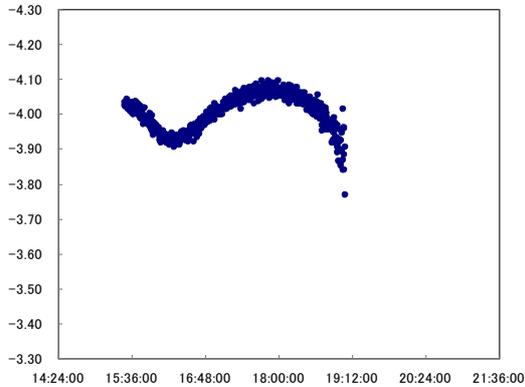


図8 良好な追尾 2013年5月8日

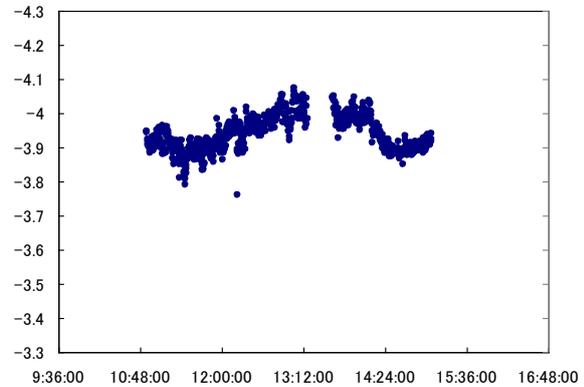


図9 追尾エラー 2013年5月9日

3 これから測光観測をする方へ

オークションの利用

よい機材を使うに越したことはないが、趣味で観測するにはあまり経費はかけたくない。ネットオークションで赤道儀架台を入手したので紹介したい。実際には予備にモータードライブを入手しておきたかったのでオークションに参加した。ネットオークションの終了時刻が近づくと思いの外価格が上昇する。何回か見送った後、競り落とすことができた。赤道儀架台も付いてきたので、2台目の測光用望遠鏡を組み立てることにした。架台一式が届き電源ケーブルを接続して、スイッチを入れたところ、全く動かない。ネットオークションの落とし穴か?と落胆したが、気を取り直し詳細に点検した。DC 12Vプラグに電流は来ていたが、よく見るとプラグの型が違っていた。交換して無事電源が入った。バックラッシュが大きいのが、価格相応と思うことにした。

光学系と冷却 CCD カメラ

望遠鏡は約30年使用している口径20cmシュミットカセグレン望遠鏡にF3.3レデューサー、友人から借用している冷却CCDカメラST-9XEを接続して使用している。

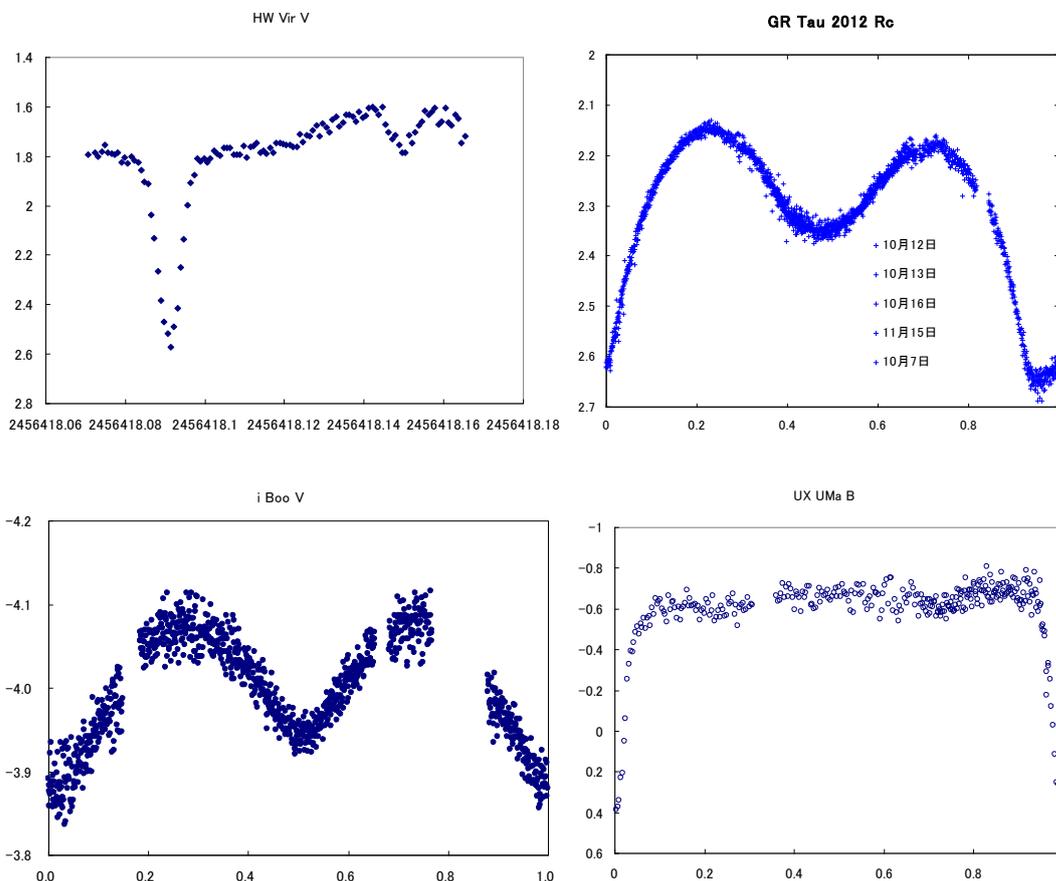
F3.3のレデューサーは周辺減光が大きくCCDの中央しか使えない。架台の追尾精度が悪いので焦点距離が短いのは魅力だがCCDの使える画面があまりにも狭い。レデューサーとCCDとの間の距離を短くすると口径比が大きくなりCCDの有効面積を広くとることができる。レデューサーの後に接続リングを取り付け、両端がT-2メスネジのバーダープラネタリウムの#34コンバーターリング、中に31.7mmフィルターネジを切っている両端がオスネジの#32リングを取り付け冷却CCDと接続している。Fは4.8となるが四隅を除き良好な画像が得られる。主にVフィルターを取り付けて撮影している。#32の31.7mmフィルターネジはこのリングの中央ではないので、CCDから離すように取り付け、ゴーストを軽減している。追尾精度が悪いためCCDカメラによるオートガイダーを取り付けた。これは電子ファインダーにもなるタイプなので離れた部屋からパソコンで操作する際にも便利

である。

観測対象

短時間に結果の得られる比較的観測しやすい食変光星を次に紹介する。

HW Vir はアルゴル型食変光星で春に観測しやすい。10.5 等で食の時 0.9 等の減光が見ら



れる。周期は 0.12 日のため 1 周期の観測は容易であるが、食の時間は 20 分程度なので食中は密に観測した方がよい。GR Tau はこと座 β 型の食変光星である。1990 年頃現在と異なる光度曲線が発表されたことがある。10.3 等で減光は 0.5 等、周期は 0.43 日で秋から冬にかけて観測しやすい食変光星である。i Boo はおおぐま座 W 型の食変光星で春に観測しやすい。5.8 等なので CCD 測光観測にはやや明るすぎるためピントをずらして観測する必要がある。UX UMa は冬から春にかけて観測しやすい食変光星である。12.5 等で減光は 1.5 等、アルゴル型であるが降着円盤があり食外でも光度の変化が大きい。

4 終わりに

観測しにくい変光星の条件は次のようものである。

- ・ 明るい変光星
- ・ 変光幅の小さい変光星
- ・ 周期の短い（長い）変光星

- ・ 密集した星の中の変光星
- ・ 低高度の変光星

敬遠するのではなく、このような中にあまり観測されていない天体があると思われるため、文献をよく調べ、装置を整備して観測しなければならないと思っている。

最後になりますが、冷却 CCD カメラを貸していただきました大槻功氏に心より感謝いたします。

参考文献

Gum C.S.,1951 MN 111,634.

A. Sanyal et al.,1965 BAC Vol.16.

百海正明, 岡崎彰, 食連星 BL Leo の CCD 観測, 連星・変光星ワークショップ 2001

山内剛, 高田軍司, 服部真之介, 山崎篤磨, 近接連星 GR Tau の測光観測, 美星天文台アマプロ交流ワークショップ, 1996

川端信治, 埼玉大学における CCD 測光の確立過程と GR Tau の測光観測結果, 連星系秋田研究会, 1997

山崎篤磨, 近接連星の光度曲線変動の解釈の試み, 連星・変光星ワークショップ 2000

山崎篤磨, 武田政男, 山内剛, 高田軍司, 服部真之介, 川端信治, 家田文彦, 大島修, 近接連星 GR Tau の光度曲線変化, 連星・変光星ワークショップ 2002

伊藤芳春, i Boo の測光観測, 連星・変光星ワークショップ 2002

大島修, 系外惑星の transit の検出 ミリ等級時代の高精度 CCD 測光, 連星・変光星ワークショップ 2004

伊藤芳春, 近接連星 GR Tau の 2003-2004 年の観測, 連星・変光星ワークショップ 2004

伊藤芳春, GR Tau 2008 年の光度曲線観測, 連星・変光星・低温度星研究会 in 鹿児島大学, 2008

V4727 Sgr の観測

清田誠一郎、永井和男(VSOLJ)

V4727 Sgr は、長谷田勝美が、2000年4月、新星搜索中に減光しているのに気づいて報告した星です。長谷田が見つけた変光天体の命名規則に従って仮に HadV48 と命名されました(vsnet-alert 4585、4610)が、その後、The 76th Name-List of Variable Stars(2001)で、V4727 Sgr と命名されました。発見報告を受けて高見沢今朝雄が、1994年以降の搜索画像を調べて、頻繁に暗くなっていたことを報告しました(vsnet-alert 4621)。それに基づき加藤太一(vsnet-alert 4616、4622)が、食変光星であることを指摘しました。これらの報告を受け、清田が追跡観測を行い、皆既食であることを明らかにしました(図1)。

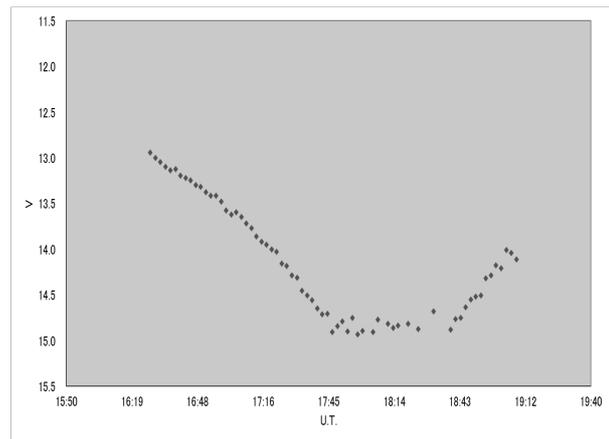


図1 2000年4月28日の清田の観測

AAVSO VSX(<http://www.aavso.org/vsx/>)に登録されているこの星の要素の概要は以下の通りです。

- Location R.A. 18 33 30.71 Dec. -28 58 51.4
- Alias ASAS J183331-2858.8, CD-29 15079, GSC 06870-00614
- Var. type EA
- Spec. type --
- Mag. range 11.58 - 12.54 V
- Discoverer --
- Epoch 16 Feb 2001 (HJD 2451956.95100)
- Period 2.99719d (2d23h55m57s)

この要素は、ASAS-3(<http://www.astrouw.edu.pl/asas/>)の観測データを元にした G. J. Hoogeveen (2005, IBVS N5652) の論文に、主によったものです。この中で、極小光度 12.54V は、ASAS-3 の極限等級の制約によるもので、減光の幅がもっと大きいことは、清田の観測によって明らかです。永井(<http://binary.cocolog-nifty.com/blog/2009/08/v4727-sgr.html>)は、ASAS-3 のデータと清田のデータを組み合わせると全位相をカバーした光度曲線が得られること、また、公表されている周期は、実際の値と少しずれていることを指摘してしました。加藤太一(2009)は、それを元に改良された周期を提案しました(2.997166(3))。

ここでは、その後に得られた極小時刻も合わせて、変光周期の改定を試みたので報告します。

V4727 Sgr の極小時刻の報告は、O-C gateway(<http://var.astro.cz/ocgate/>)等を参考にしても、Hoogeveen の要素の元期の他は、清田のものしかありませんでした(表 1)。この星は、周期がほぼ 3 日であるため、観測がしやすい時期に極小が起こらない年があるなど、極小観測が難しいこと、北半球からはやや南中高度が低いこと等から観測が少ないものと思われます。

表 1 V4727 Sgr の極小時刻と O-C

O(JD-2400000)	E	O-C Hoogeveen	O-C Kat(2009)	
51663.2622	-98	0.03582	-0.00060	Kiyota
51956.9510	0	0.00000	-0.03410	Hoogeveen Geert
55071.0042	1039	-0.02721	-0.03669	Kiyota
55445.6488	1164	-0.03136	-0.03787	Kiyota
55062.0149	1036	-0.02494	-0.03449	Kiyota

表 1 は、極小時刻のまとめと、Hoogeveen の要素及び加藤の要素に対する O-C です。Hoogeveen の極小時刻は、極小の底を欠いた ASAS-3 データを補完して求めたもので、清田の観測と合わないの、これを除き、直線近似によってズレをもとめ、新要素

- $\min = 2451956.98143 + 2.9971361E$
- mag. range 11.6 – 14.7 V
- D = 50 min

を得ました。新要素も加えた O-C のまとめは以下の表 2 のとおりです。観測期間が長いのである程度、細かく周期を求めることができましたが、必ずしも、有効桁数を厳密に吟味したものではありません。観測点数が多くないですし、今後の観測で確かめると共に、周期改定が必要と思われます。

表 2 表 1 に今回の新要素に対する O-C を加えたもの

O(JD-2400000)	E	O-C Greet	O-C		
			Kat(2009)	Kiyota(2013)	
51663.2622	-98	0.03582	-0.00060	0.00008	Kiyota
51956.9510	0	0.00000	-0.03410	-0.03043	Hoogeveen Geert
55071.0042	1039	-0.02721	-0.03669	-0.00129	Kiyota
55445.6488	1164	-0.03136	-0.03787	0.00134	Kiyota
55062.0149	1036	-0.02494	-0.03449	0.00082	Kiyota

主極小の減光幅が大きいにもかかわらず、ASAS-3 や清田の観測では、副極小の位相に減光が認められません(図 3)。どのような構成の連星系なのか、今後の解析が必要です。

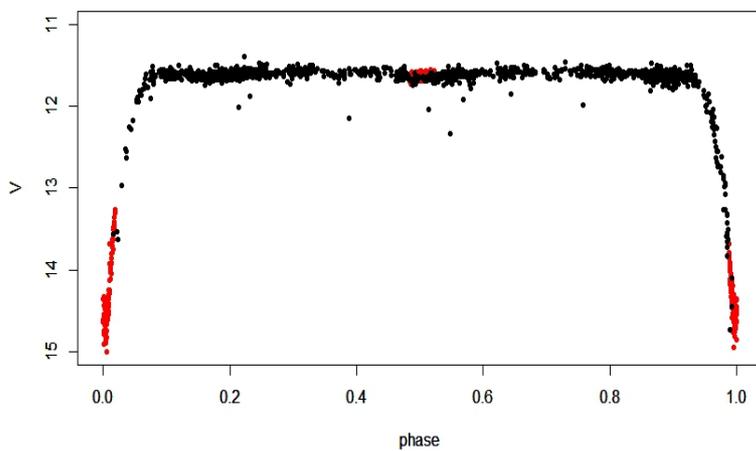


図 2 ASAS-3(黒)と清田(赤)の観測による光度曲線

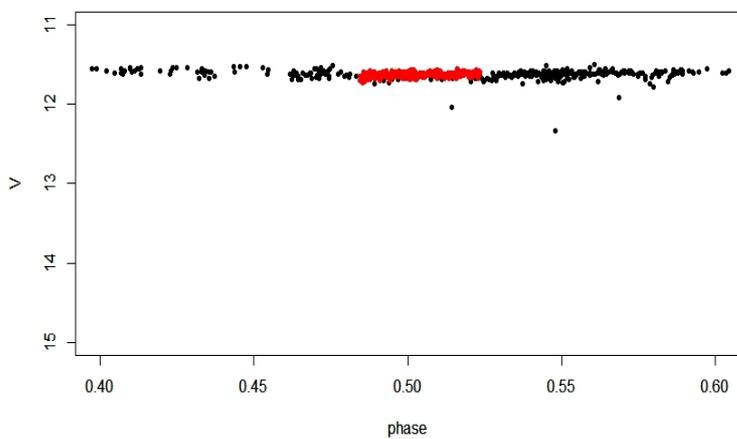


図 3 図 2 の副極小付近を拡大したもの

アルゴル系の成分星をなす短周期振動星の化学組成

鳴沢真也 (兵庫県立大学)

概要

アルゴル系 RZ Cas と AS Eri の主星 (A3 V) は、振動周期約 20 分の振動星である。この振動が、 δ Sct 型か、または roAp 型かを調査するために、組成解析を行なった。その結果、両星はともに金属欠乏星であることがわかった。関連星と比較しながら、短周期のメカニズムについて議論する。なお、詳細は、Narusawa (2013) を参照されたい。

1. はじめに

筆者らがアルゴル系 RZ Cas の主星 (以下 RZ Cas-p) に振動を検出して (Ohshima et al. 2001) 以来、食連星の成分星に次々と振動が見つかった。Zhou (2010) のカタログには、振動星が成分星となっている 370 個の連星/多重連星系がリストされている (146 個が食連星で、そのうち 60 が δ Sct 型星を成分星としている)。また、Uytterhoeven et al. (2011) は、750 個の A-F 型星の *Kepler* による光度曲線を解析し、206 個が δ Sct 型であり、そのうちの 7 つが食連星の成分星であると発表した。最近では、Liakos et al. (2012) が 74 個の δ Sct 型を成分星とする近接連星系のカタログを作っている。

これらの中で筆者が目しているのが、RZ Cas-p と AS Eri の主星 (以下 AS Eri-p) である (どちらもスペクトル型は A3 V)。それぞれの振動周期は、22 分、24 分であるが、これらは δ Sct 型と roAp 星の間になっているためである (知られている中で、最短周期の δ Sct 型は KIC 4840675 の 11-12 分: Balona et al. 2012、最長周期の roAp は HD 177765 の 23.6 分: Alentiev et al. 2012)。このため RZ Cas-p と AS Eri-p が Ap 星か否かを知ることにまずは興味を持った。

ところで、Liakos et al. (2012) は、食連星の成分星となっている振動星の周期 (P_{puls} , 日) は、公転周期 (P_{orb} , 日) と相関があることを示唆し、アルゴル系については、次式が成り立つとしている。

$$\log P_{\text{puls}} = -1.56(4) + 0.62(8) \log P_{\text{orb}} \quad (1)$$

ところが、RZ Cas-p と AS Eri-p の振動周期は、(1)式から予測されるものよりそれぞれ、2

倍、3倍長くなっている（エラーの範囲を越えている）。

この2星の短周期の原因が大気構造と関係があると考え、筆者は化学組成調査を行なった。RZ Cas-pについては、Narusawa et al. (2006)に詳細をまとめているが、この星の主星は λ Boo型類似の金属欠乏星であった。本集録では主に AS Eri-p について述べる。

2. 観測と解析

解析は、SPTOOL (Takeda 1995) を用いた。 α PsA (フォーマルハウト) は太陽組成と考えられている (Dunkin et al. 1997)。そこで、 α PsA との相対解析を行なった。

2.1. 予備解析

AS Eri と α PsA の分光観測は、2005 と 2006 年に、西はりま天文台のなゆた望遠鏡に装着された MALLS 分光器を用いて行なった。AS Eri のスペクトルから SPTOOL で合成した伴星のスペクトルを、観測時の伴星の強度、波長にあわせて差し引いた。これを AS Eri-p のスペクトルとみなし、モデル大気のみタリシティは $[M/H]=0$ を仮定して、予備的に解析した。その結果、AS Eri-p の鉄量は、 α PsA より ~ 0.8 dex ほど小さいことがわかった。

2.2. 本解析

2007年1月の2晩、すばる HDS で AS Eri の観測が行なわれたので、こちらのデータを本解析に用いた。 α PsA のスペクトルは、McDonald 天文台のデータベースからダウンロードしたものを使用した。

また岡山 188cm の HIDES で伴星と同じスペクトル型(K0 III)である ϕ^2 Ori の観測も行った。この星の金属量は $[Fe/H]=-0.581 \pm 0.046$ (Gray et al. 2002) である。 ϕ^2 Ori のスペクトルを AS Eri の伴星の同期回転にわせてブロードニングさせ、AS Eri の観測時の伴星の強度、波長にあわせて観測データから差し引いた。結果のスペクトルは、AS Eri-p のスペクトルと見なすことができ、これを解析に用いた。

前述したように、予備解析から鉄量は α PsA よりおよそ 0.8 dex ほど小さいことがわかった。そこで、当初はモデル大気のみタリシティを $[M/H]=-0.8$ と固定した。ところが手始めに7本の鉄のラインを解析したところ、 α PsA より鉄量が約 0.6 dex 程度小さかったので、以降は $[M/H]=-0.6$ を固定して解析を行なった。

3. 結果

結果を表1に示す。AS Eri-p も金属欠乏星であった（残念ながら、O、C、Sなどのラインは弱く、また隣のラインとブレンドしていたため解析ができず、 λ Boo型か否かまでは判明しな

った)。解析結果の一例として図 1 に Fe I 5455 Å、図 2 に Cr II 4634 Åの様子を示す。

表 1. AS Eri-p と RZ Cas-p の化学組成

Element	AS Eri-p ^a	RZ Cas-p ^b
Mg I	-0.57±0.14	-0.36
Mg II		-0.55
Si II	-0.09±0.05	-0.59
Ca I	-0.60±0.07	-0.32
Ti II	-0.48±0.16	-0.45
Cr I		-0.95
Cr II	-0.31±0.12	-0.84
Fe I, Fe II	-0.66±0.11	-0.63

a: 本研究、b: Narusawa et al. (2006)

ところで、RZ Cas の場合は、主極小の直前で観測した等価幅は、主極小直後のそれよりも小さくなっている (Narusawa et al. 2006 の図 2 参照)。これは、RZ Cas-p 表面上のホットスポットが原因と考えられる。すばる HDS による AS Eri の観測は、公転位相 0.805 と 0.174 において行なわれた。両者の等価幅を比較すると、系統的な差が認められない。実は、AS Eri-p は非動径振動星 (NRP) であるが、NRP では、その振動位相に応じて等価幅も変化することが知られている。ところが、今回の HDS 観測の露出時間はそれぞれ 1 分であり、これは振動位相の 4% を観測したにすぎず、NRP が等価幅に与えた影響は不明である。ただし、もしホットスポットが存在していたとしても、また NRP の影響があったとしても、両位相での組成解析結果はエラーバーの範囲内で一致していた。

さて、今回の解析では、組成量とともに自転周期をフリーパラメータとしたが、筆者の解析結果では、 $V_{\text{rot}} = 39.9 \pm 2.8 \text{ km/s}$ となった。これは同期自転 30 km/s より速い。また、過去の調査報告とも異なる (35 km/s: Poper 1973, 46 km/s: Levato 1974)。Olson (1984) は、アルゴル系の自転周期は突発的な質量移動が原因となって変化することを示唆している。

4. 考察

RZ Cas-p と AS Eri-p は、ともに金属欠乏星ではあるが、Ap 星ではない。従って両星は、おそらく、 δ Sct 星 (またはその亜種) だと思われる。Ap 星の原因は RLGS (拡散モデル) で説明されているが、質量移動がおきるアルゴル系ではこれは起きにくいのだろう。

さて、RZ Cas-p と AS Eri-p と同じく A3 V の星で、約 18 分という短い周期で振動している δ Sct 型星もある (V1366 Ori、Casey et al. 2013)。この星の鉄量は、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8 \pm 0.1$ である (Merin et al. 2004)。また同じく A3 V であるが周期約 2.6 時間の δ Sct 型星に β Leo (デネボラ、Mkrtichan & Yurkov 1998) がある。こちらの鉄量は $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.00$ である (Folco et al. 2004)。これらを考慮すると、金属欠乏が短周期振動の一因になっていると思われる。

ところが、金属欠乏が短周期振動の唯一の原因ではない。 λ Boo 型振動星のなかには、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2$ 程度であるが、RZ Cas-p と AS Eri-p の周期より長いもの (周期 30~40 分程度) が知られているからである (表 2)。

表 2. λ Boo 型振動星の振動周期と金属量

星名	振動周期 ^a (分)	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)
35 Aql	30	-1.6 ^b
λ Boo	33	-2.0 ^c
29 Cyg	41	-2.0 ^b

a: Paunzen (2002), b: Heiter et al. (1998), c: Venn & Lambert (1990)

アルゴル系の主星は、たえず伴星から重力を受けている。また、伴星からの質量移動にともなう主星へのダイレクト・インパクトがあることもよく知られている。また、アルゴル系においても RS CVn 型類似の磁場活動が指摘されている (Retter et al. 2005)。 δ Sct 型の振動は He II による κ メカニズムによって励起されている。RZ Cas-p や AS Eri-p の振動も基本的にはそれによって励起されていると考える。ただし、伴星からの重力、ダイレクト・インパクト/質量降着、磁場活動などに金属欠乏が加わることによって、両星は複雑な大気構造を持つことが予測され、これらが短周期振動を引き起こす原因となっている可能性が考えられる。

ところで、やはり A3 V の振動星を主星とするアルゴル系がある。CT Her である。実は、この星の振動周期 27 分も (1) 式から予測される値より 2 倍ほど短い (エラーバーを越えている)。もし CT Her の主星もやはり金属欠乏星なら、上記の筆者の考えが裏付けられる。この星の詳細な組成解析が期待される。

本研究は、多くの方々の協力を得て行った。定金晃三氏、神戸栄治氏、内藤博之氏、比田井晶英氏、西はりま天文台の同僚達に特に感謝申し上げる。

参考文献

- Alentiev, D., Kochukhov, O., Ryabchikova, T., Cunha, M., Tsymbal, V., & Weiss, W. 2012, MNRAS, 421, L82
- Balona, L. A., et al. 2012, MNRAS, 424, 1187
- Casey, M. P., et al. 2013, MNRAS, 428, 2596
- Di Folco, E., et al. 2004 A&A 426, 601
- Dunkin, S. K., Barlow, M. J., & Ryan, S. G. 1997, MNRAS, 286, 604
- Gray, D. F., Scott, H. R., & Postma, J. E. 2002, PASP, 114, 536
- Heiter, U., Kupka, F., Paunzen, E., Weiss, W. W., & Gelbmann, M. 1998. A&A, 335, 1009
- Levato, H. 1974, A&A, 35, 259
- Liakos, A., Niarchos, P., Soydugan, E., & Zasche, P. 2012 MNRAS, 422, 1250
- Merin, B., et al. 2004, A&A, 419, 301
- Mkrtychian & Yurkov 1998 Proceedings of the 20th Stellar Conference of the Czech and Slovak Astronomical Institutes. P.172
- Narusawa, S., Ozaki, S., Kambe, E., & Sadakane, K. 2006, PASJ, 58, 617
- Narusawa, S. 2013, PASJ, Vol. 65, No. 5 (accepted)
- Ohshima, O., Narusawa, S., Akazawa, H., Fujii, M., Kawabata, T., & Ohkura, N. 1998, Inf. Bull. Var. Stars, 4581
- Olson, E. C. 1984, PASP, 96, 376
- Paunzen, E., et al. 2002 A&A, 392, 515
- Popper, D. M. 1973, ApJ, 185, 265
- Retter, A., Richards, M.T., & Wu, K. 2005, ApJ, 621, 417
- Takeda, Y. 1995, PASJ, 47, 287
- Uytterhoeven, K., et al. 2011, A&A, 534, A125
- Venn, K. A., & Lambert, D. L. 1990, ApJ, 363, 234
- Zhou A. -Y. 2010, preprint (arXiv:1002.2729v4)

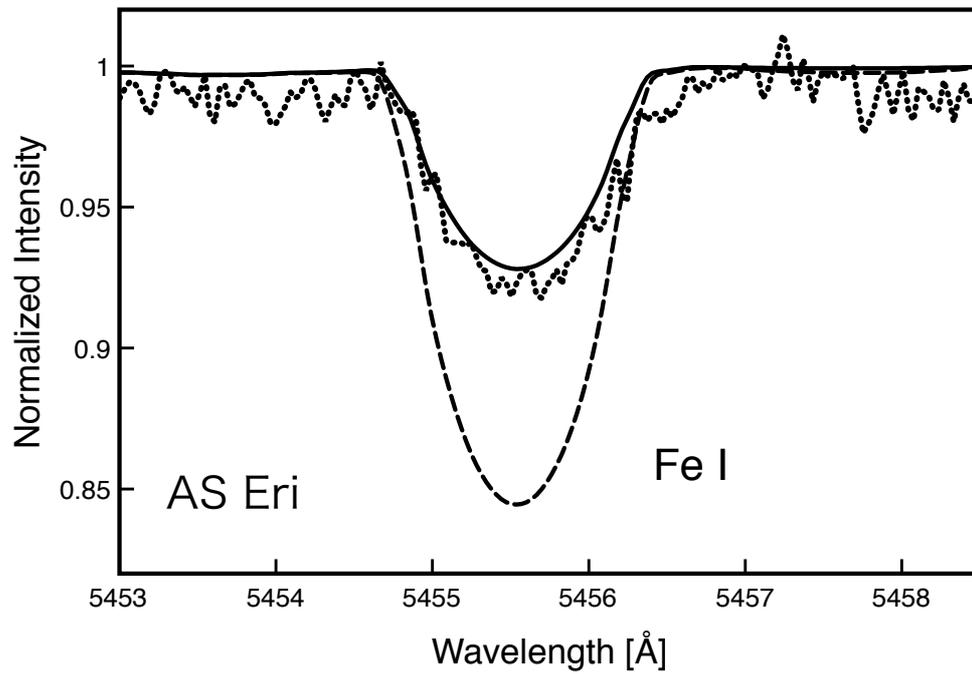


図 1. Fe I 5455 Å のスペクトル合成。点線は観測。実線はモデル、 $\log N(\text{Fe}) = 6.86$ の場合。破線は、 α PsA の解、 $\log N(\text{Fe}) = 7.59$ の場合。

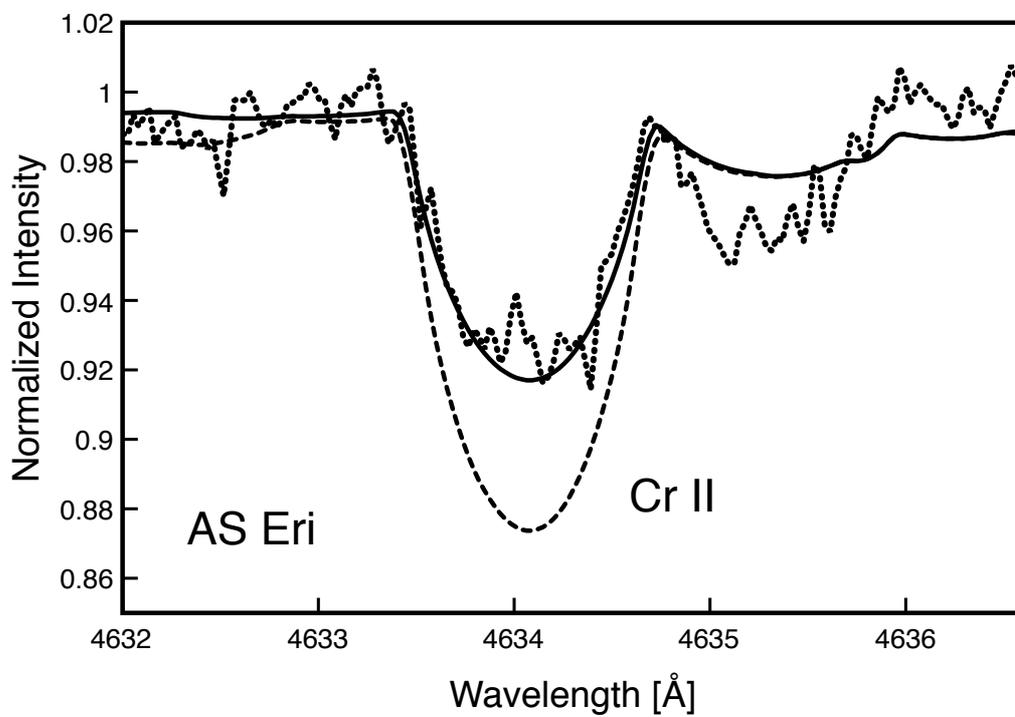


図 2. Cr II 4634 Å のスペクトル合成。点線は観測。実線はモデル、 $\log N(\text{Cr}) = 5.74$ の場合。破線は、 α PsA の解、 $\log N(\text{Fe}) = 6.20$ の場合。

II Peg の多波長同時観測

秋山昌俊、坪井陽子(中央大学)、飯塚亮(中央大学)、比嘉将也、櫻井俊(中央大学)、高橋英則、橋本修、本田敏志(群馬天文台)、新井彰、鳴沢真也(西はりま天文台)、今村和義、小木美奈子(岡山理科大学)、宮路竹史、花山秀和(石垣島天文台)、綾仁一哉、前野将太(美星天文台)、藤井貢(FKO)、大島修(OTO)、赤澤秀彦(船穂天文台)、伊藤弘、塩川和彦(VSOLJ)

1、導入

1.1 研究背景

フレアとは、太陽などの小質量星の大気中で蓄えられた磁気エネルギーが磁気リコネクションによって突然解放される現象である。フレア研究は私たちにとって最も身近な天体である太陽で盛んに行われている。太陽では一度のフレアで $10^{29}\sim 10^{32}$ erg のエネルギーが開放される。このような現象は太陽以外の恒星でも観測され、YSO (Young Stellar Object) や RS-CVn 型連星、dMe star などでは太陽より桁違いに大きなフレアが起こることが知られている。しかし、この巨大なフレアがどのようにして起こっているかは未だに解明されていない。このような恒星フレアの全貌を知るためには多波長同時観測を行い、フレアを統一的に理解していく必要がある。そこで我々はフレアの発生頻度が高く、過去 X 線で最大級のフレアを起こしたことのある天体、RS-CVn 型連星 II Peg に注目し、2013年1月に X 線、紫外、可視光における多波長同時観測を行った。

1.2 RS-CVn 型 II Peg

RS-CVn 型連星は強い彩層およびコロナ活動を示す分離型連星である。彩層活動がより活発であると H α の輝線がしばしば見られるようになる。そして、この連星系は伴星による食と食外に黒点による変光が見られ、黒点は星表面の20~30%に及ぶこともある(食による変光は II Peg では起こらない)。II Peg はスペクトルタイプ K2IV-V、RS-CVn 型連星の中でも特に彩層活動が活発で常に H α 輝線を観測することができる。また、黒点による周期変光 6.72日、光度変動の振幅は最大0.6等級まで変動し、また星表面の黒点の占める割合も数%から最大60%程まで変化する(Frasca et al. 2008, Hackman et al. 2011)。フレア星としても有名で可視光や X 線で多くのフレアが、そして、X 線では恒星フレアの中で最大級の $L_x\sim 10^{33}$ erg/s というフレアも観測されている (Osten et al. 2007)。近年では全天 X 線監視装置 MAXI では、3年間で6発のフレアを観測している。

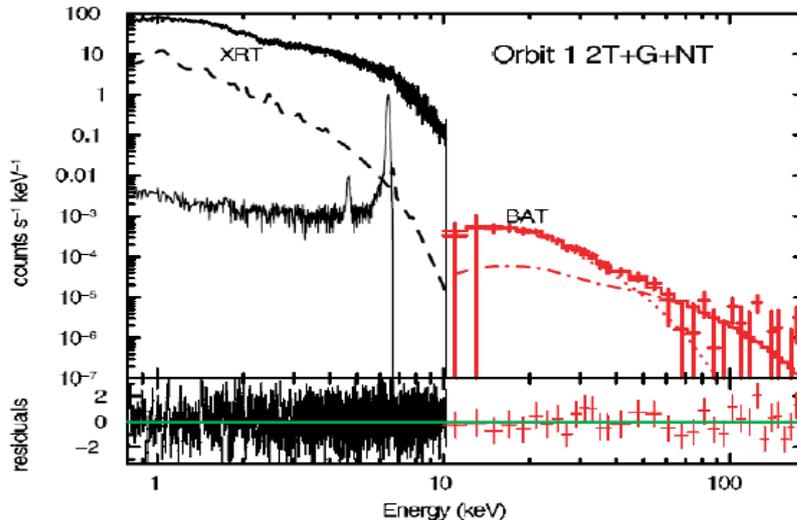


図1 : swift 衛星で観測された II Peg の巨大なフレア $L_x\sim 10^{33}$ erg/s (Osten et al. 2007)

2、観測

多波長同時観測は2013年1月9日から11日にかけて(中央大学では1月4日から12日まで) 2つの衛星(Suzaku 衛星と Swift 衛星)と14台の光学望遠鏡を用いての観測を行った。Suzaku 衛星は X 線での観測を100 ksec 連続で行い、Swift 衛星はフレア前後の様子を探るために短時間の観測を7度行った。光学望

遠鏡による観測は日本全国の天文台、アマチュア天文家、大学によって行われた。今回の多波長同時観測の参加機関・観測者、観測機器、観測帯域・方法の一覧を表1に示す。

期間-観測者	機器	帯域-方法
—	Suzaku 衛星	X 線
—	Swift 衛星	X 線、UV
西はりま天文台	なゆた望遠鏡(200cm 反射望遠鏡)	低分散分光
同上	60cm 反射望遠鏡	U-band 測光
同上	10cm 反射望遠鏡	B-band 測光
ぐんま天文台	150cm 反射望遠鏡	高分散分光
美星天文台	101cm 反射望遠鏡	中分散分光
石垣島天文台	むりがぶし望遠鏡(105cm 反射望遠鏡)	g',Rc,Ic-band 測光
OTO 大島修 氏	20cm 反射望遠鏡	U-band 測光
VSOLJ 伊藤弘 氏	30cm 反射望遠鏡	BV-band 測光
VSOLJ 塩川和彦 氏	35cm 反射望遠鏡	Rc-band 測光
FKO 藤井貢 氏	40cm 反射望遠鏡	低分散分光
同上	7.5cm 反射望遠鏡	V-band 測光
赤穂天文台 赤澤秀彦 氏	20cm 反射望遠鏡	Rc-band 測光
岡山理科大学	23.5cm 反射望遠鏡	B,V,R-band 測光
中央大学	26cm 反射望遠鏡	V-band 測光

表1：2013年1月多波長同時観測 参加機関・観測者 機器 観測帯域・方法

3、観測、解析結果

まだ解析途中であるため、今現在解析が進んでいる中央大学 V-band 測光、西はりま天文台公園、Suzaku 衛星のデータについて報告していく。

3.1 可視光測光(V-band)

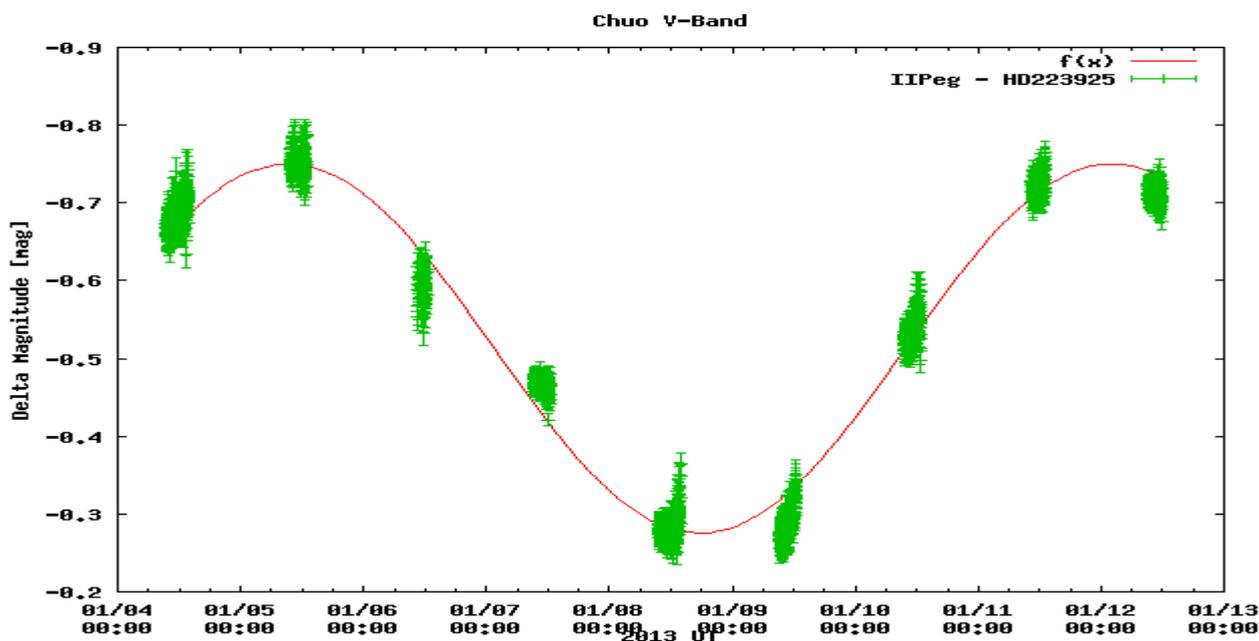


図2：黒点によるものと思われる周期変動

図2は中央大学で1月4日から1月12日まで観測を行ったものである。実線はプロットデータに sin 関数をフィッティングしたものである。フィットした結果、光度変動の幅が 0.46 ± 0.01 等級であり、この振幅から星表面温度を4600 K、黒点温度を3600 K と仮定し Rydgren et al. 1983で与えられている式を用いて星表面の黒点面積を求めたところ、黒点は星表面の最低でも21%を占めていることが分かった。

3.2 可視光 V-band 測光、H α 等価幅、X 線観測の比較

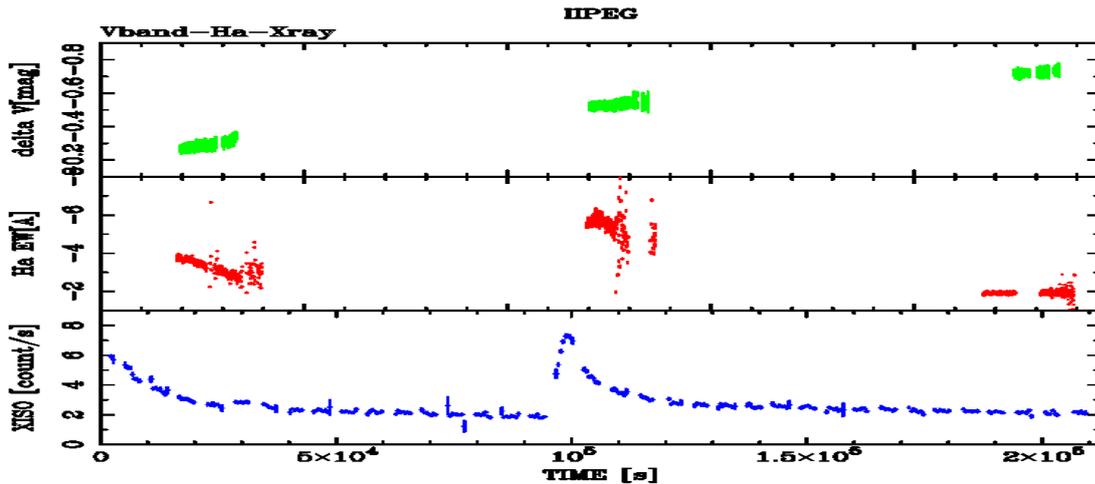


図3：V-band 測光、H α 等価幅、X 線観測の比較

図3は図2の1月9日から1月11日の同時観測期間に観測されたグラフを V-band 測光、H α 等価幅、そして X 線で比べたグラフである。このグラフから見ると X 線では同時観測期間中に2度のフレアを観測することができていることが分かる。また H α も9日、10日と11日を比較すると明らかなフレアによる変動を捉えることができている。そして、V-band 測光は2度目の X 線のピークから約4800秒あとにデータを取得でき、X 線の減光時付近を観測できているが、残念ながらフレアの挙動と思われる変動を観測する事はできなかった。また、この観測期間中の黒点の様子を図4に表す

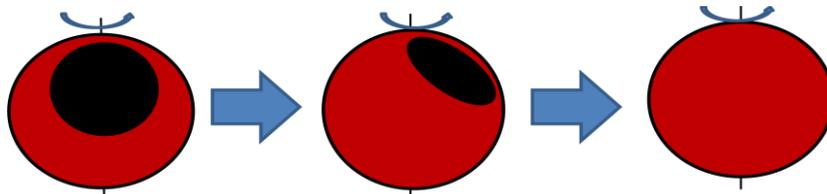


図4：同時観測期間中の黒点の移り変わりの様子(左から1月9日、10日、11日)

今回、捉える事ができたフレアは、1度目は巨大な黒点が観測者の方を向いていとき、2度目は徐々に巨大黒点が観測者からみて、裏側へまわりこもうとしているときに観測できたことがわかる。

3.3 X 線観測

Suzaku 衛星による X 線観測のライトカーブ図5、図6を示す。

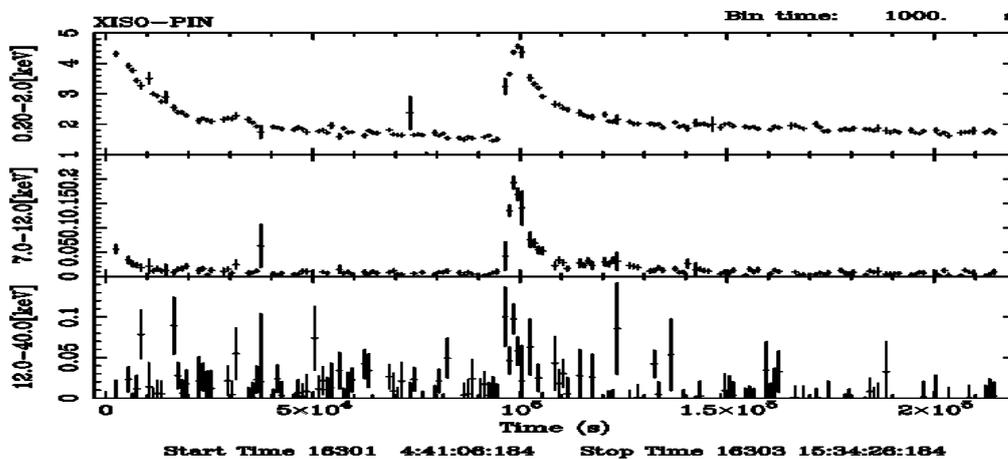


図5：0.20-2.0 keV、7.0-12.0keV(XIS)、12.0-40.0 keV(HXD)のライトカーブ

図5は X 線のライトカーブをエネルギー帯域で区切ったライトカーブである。それぞれ、上から0.2-2.0 keV、7.0-12.0 keV、12.0-40.0 keV という帯域で区切られている。1度目のフレアは低エネルギー側で顕著に検出されていることがわかる。そして、2度目のフレアは上のグラフの帯域の全てでフレアの挙動がしっかりと確認することができた。

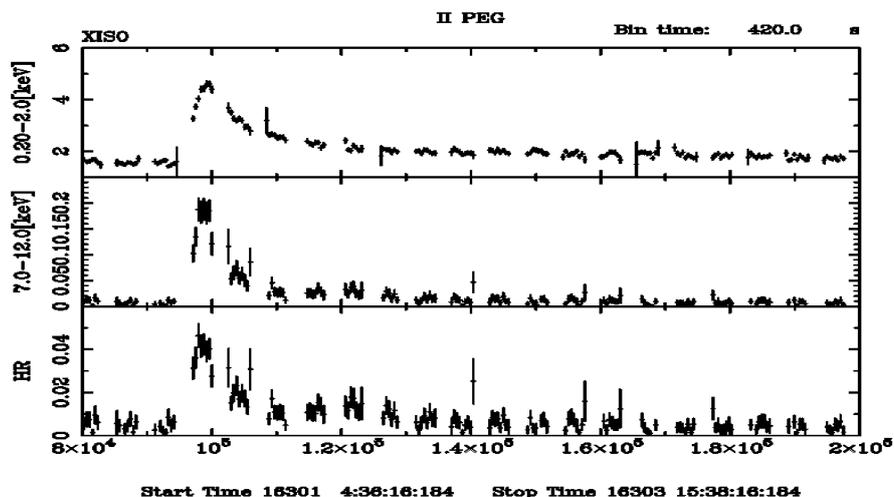


図6：2度目のフレア付近を拡大した図（上から0.2-2.0 keV、7.0-12.0 keV、Hardness ratio(HR)）

図6には2度目のフレア付近を拡大し、上から0.2-2.0 keV、7.0-12.0 keV、Hardness ratio(次から HR とする)のライトカーブを示す。Hardness Ratio は X 線の soft な成分と hard な成分を比較しているもので、スペクトルの形の変動を示している。可視光測光における B-V、R-I に対応しているものと考えるとよいかもしれない。図6を見てみるとフレアの減光課程にある110000から130000 sec の間で、HR に変動が見られている。

3.4 X 線フレアの解析

3.4.1 ライトカーブ解析

2度目のフレアに対して、フレアのモデルフィッティングを行った。図7にその様子を示したグラフをのせている。今回の2度目のフレアを1つのフレアモデルでフィットしようとしたが、上手くフィットすることができなかった。そこで、このフレア中に小さなフレア、または途中で再加熱が起こったと仮定してフィッティングを行ったところ、ちょうどフィットすることができた。

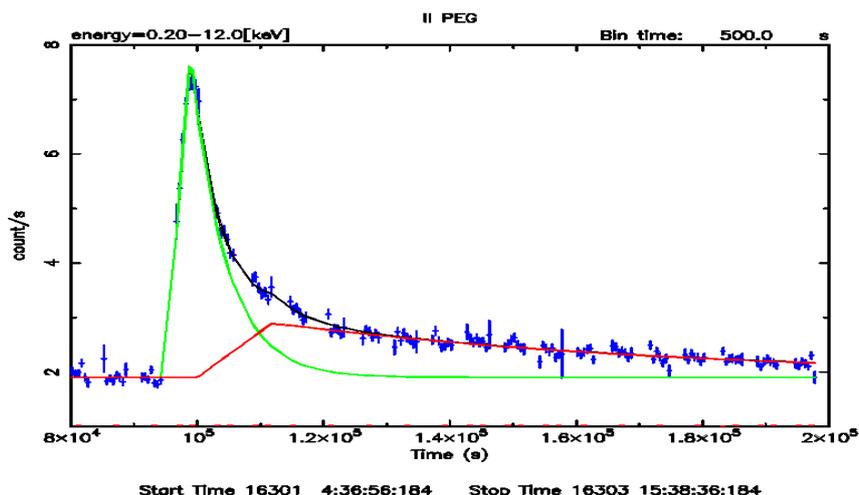


図7：2度目のフレアのモデルフィッティング。フィッティング結果が黒、1つめのフレアが黄、2つめのフレアを赤でとしている。

以降、この2度目のフレアの1つめを flare1と2つめを flare2（フレアと仮定）とする。フィットした結果、flare1の e-folding time は5.4 ksec、flare2の e-folding time は64 ksec となった。

3.4.2 スペクトル解析

図8、9に flare1 と flare2 のフレア成分のスペクトルを示す。

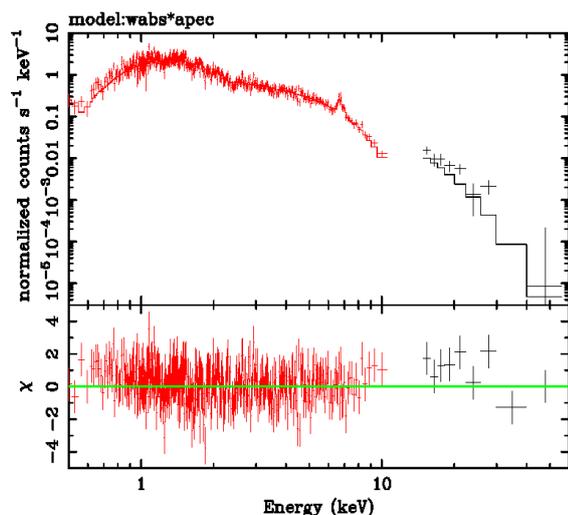


図8: flare1のスペクトル(94000~100000 sec)

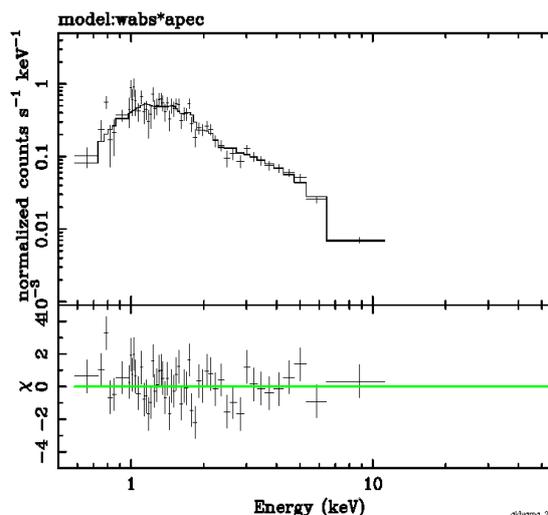


図9: flare2のスペクトル (110000~123000 sec)

flare1はライトカーブの94000~100000 secを、flare2は110000~123000 secからスペクトルを取得した。それぞれのフレア成分のスペクトルをフィットした結果、flare1のプラズマ温度 $kT=7.3\pm 0.4$ keV、X線光度 $L_x=2.7\times 10^{31}$ erg/s、エネルギー $E=1.5\times 10^{35}$ erg、flare2のプラズマ温度 $kT=4.5(-0.5,+0.6)$ keV、X線光度 $L_x=5.1\times 10^{30}$ erg/s、エネルギー $E=3.2\times 10^{35}$ erg となった。flare1のときにはフレアによる鉄輝線がはっきりと見えたが、flare2においては鉄輝線を明確に見ることはできなかった。また今回のフレア規模は恒星のX線フレアとしてはごく平凡な大きさであったが、HXDによって10 keV以上の成分も観測することができた。

4.まとめと今後の課題

○まとめ

- (1) 2度のX線フレアを確認した。そしてH α 線でX線フレアの減光過程における挙動を捉えることができ、X線とH α での一部相関を取ることができた。
- (2) 2度目のフレアの減光過程の中で、小さなフレア、または再加熱が起きたような挙動を観測することができた。長時間継続するフレアはこのような挙動で起きている可能性がある。
- (3) $L_x=10^{31}$ erg/s という規模のフレアでもHXDで10 keV以上のスペクトルを取得することができた。

○課題

- (1) 多波長同時観測の解析を進めて、今回のフレアの全体像を捉えていく。
- (2) 今後も可視光において測光観測をすることで、周期変動の変化を捉えていく。

参考文献

- Periodic light variations in four pre-main-sequence K stars (Rydgren et al 1983)
- The active RS Canum Venaticorum binary II Pegasi II. Surface images for 1992-1996 (Berdyugina et al 1988)
- Spots, plages, and flares on λ Andromedae and II Pegasi (Frasca et al)
- Spot activity of II Peg (Hackman et al 2011)
- 輝線星概論 小暮智一 ごとう書房

ぐんま天文台 150cm 望遠鏡を用いた変光星の観測

橋本 修 (ぐんま天文台), 本田敏志 (兵庫県立大学), 衣笠健三 (国立天文台),
高橋英則 (東京大学), 田口 光 (群馬県生涯学習センター)

1 ぐんま天文台 150cm 望遠鏡

ぐんま天文台における観測の主力が、有効口径 150cm の反射望遠鏡 (図 1) である。計算機で制御された経緯台式架台に搭載され、極めて高い指向・追尾精度を実現している (Hashimoto et al. 2002, 2005)。製作は三菱電機株式会社による。設置から 14 年以上が経過しているが、今日まで安定した性能を維持している。ただし、近年では計算機を中心とした制御システムに深刻な劣化が目立つようになってきており、今後の機能維持には抜本的な改修が必要な時期となっている。

ぐんま天文台で観測が可能な晩は、平均して年間 100 夜程度である。冬場は晴れる日が多いものの、豪雪地帯が近く強風で雪が舞うため、星が見えていながらドームを開けられない場合も少なくない。関東平野に接しているため、夜空もそれほど暗くない。月が無い晩に天の川がやっと見える程度である。典型的なシーイングサイズは 2 – 3 秒角程度。5 秒角を越えることは滅多にないが、1 秒角を切るようなこともまず起こらない。

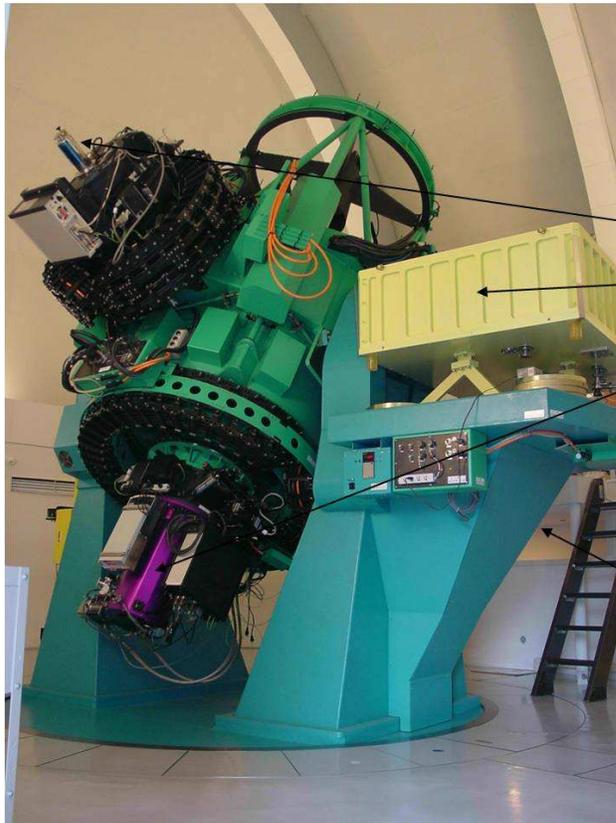
そのような観測環境なので、理想的な観測地に設置された超大型望遠鏡による観測には敵うべくもない。しかし、比較的明るい天体の高分散分光観測などでは、十分高精度な第一級の研究用観測データを得ることが可能である。公開天文台ではあるが、その独立な運営形態を十分に活用できれば、むしろ個性的で特徴のある研究活動が可能である。特に、十二分な観測時間を少数の観測課題に集中する観測戦略が極めて有益であることが分かっている。これによって、大型の望遠鏡では実行が難しい長期にわたる時間変化の追跡観測や、多くのサンプルを集中的に獲得するような観測では、極めて強力な研究手段となる。実際、このような方面の仕事で様々な成果が得られるようになっており、時間的な変化にその本質が集約されている変光星の観測がその中でも大きな割合を占めている。そこには当然多くの連星系が含まれているが、突発的な変化を示す天体である新星や Ia 型超新星なども加えると、その割合はさらに大きなものとなる。2013 年 6 月現在、これまでに 150cm 望遠鏡を利用した観測によって出版された査読論文は 25 編である。その中で変光星関連は 20 編、連星に関するものが 14 編となっている。その他、IAU サーキュラなどの観測速報も 57 編発行されており、そのほとんどが新星や超新星など変光星に関連するものである。ここでは、150cm 望遠鏡とそこに備え付けられた主要観測装置の概要に加え、これらによって得られた観測成果の一部を紹介する。

2 観測装置

2.1 可視高分散分光器 GAOES

150cm 望遠鏡において最大かつ最有力の観測装置が、ナスミス焦点に設置された可視高分散分光器 GAOES (Gunma Astronomical Observatory Echelle Spectrograph) である。エシェル回折格子とクロスディスペルザで分散されたスペクトルを 2048×4096 画素の大型 CCD 検出器に結像させることによって、極めて高い波長分解能を保ちながら、かつ一度に広い波長域を同時に効率良く観測することを可能にしている (Hashimoto et al. 2005)。この種の可視高分散分光観測装置としては、国立天文台岡山天体物理観測所の 188cm 望遠鏡に設置された HIDES が国内で最高の性能を誇っているが、GAOES の性能は HIDES に迫るものであり、日本のみならず極東地域においても貴重な存在となっている。

必ずしも理想的とは言えない群馬の観測環境であっても、望遠鏡の集光能力を十分に活用し、精度の高い観測データを取得することができる強力な観測装置である。通常のシーイング条件で不足ない観測効率が得られる 1 秒角のスリット幅で $R = \lambda/\delta\lambda \sim 70,000$ となる極めて高い波長分解能が達成され、一度の露出で 180nm ほどの波長範囲をカバーすることが可能である。3 時間程度の露出を行えば、10 等級の恒星に対して $S/N \sim 100$ の



ぐんま天文台 150cm 反射望遠鏡 + 各種観測装置

CCDカメラ

高分散分光器 *GAOES* (黄色い箱)
波長分解能 $R = \lambda / \delta\lambda \sim 100,000$

赤外線観測装置 *GIRCS* (紫の筒)
波長 $1 - 2.5 \mu\text{m}$ $R = \lambda / \delta\lambda \sim 900$

低分散分光器/撮像装置 *GLOWS*
波長分解能 $R = \lambda / \delta\lambda \sim 400$



(裏側)

図 1: ぐんま天文台 150cm 望遠鏡と観測装置群

スペクトルを取得することができる。スリット幅を 2 秒角にすると、分解能は $R \sim 38,000$ 程度に低下するものの、あまり優れないシーイング条件であっても、より効率的な観測を行うことが可能である。一方、光の損失を多少覚悟した上で、検出器上の 2 画素に相当する 0.6 秒角のスリット幅を用いると、原理的に可能な最大の波長分解能 $R \sim 10^5$ ($\delta v \sim 3 \text{ km/s}$) が達成される。

2.2 可視低分散分光撮像装置 *GLOWS*

ベントカセグレン焦点のひとつに設置された比較的小型の観測装置が低分散分光撮像装置 *GLOWS* (Gunma LOW resolution Spectrograph and camera) である。公開天文台の柔軟な機動性と望遠鏡の高い指向精度とを活用し、GRB や超新星などの突発天体の速やかな同定、およびその後の経過観測に威力を発揮することを目指して開発した装置である (Kinugasa et al. 2009)。

グリズムを用いることによって、17 等程度までの天体に対して分解能 300 – 500 程度の低分散のスペクトルを取得することができるようになっている。機動性を活かすために、検出器の温度制御には電子冷却を用い、 1250×1152 画素の CCD 検出器は常に摂氏 -60 度程度に冷却されている。測光用の広帯域フィルターも用意されており、スリットとグリズムを挿入しなければ、 $10' \times 10'$ 程の視野と 0.6 arcsecond/pixel の解像度を持った撮像装置としても利用できる。

2.3 赤外線観測装置 *GIRCS*

赤外線観測装置 *GIRCS* (Gunma InfraRed Camera and Spectrograph) は、第 3 鏡の影響を受けないカセグレン焦点に設置されている。心臓部となる検出器には、HAWAII と呼ばれる 1024×1024 画素の HgCdTe アレイが用いられており、0.4 arcsecond/pixel の解像度で $6.8' \times 6.8'$ の視野を撮像することが可能である。また、グリズムを用いることによって、*J*, *H*, *K* の各バンドにおいて $\lambda/\delta\lambda \sim 1,000$ 程度の分解能を達成する分光モードも備えている。

3 GAOES を用いた観測

3.1 ϵ Aurige

ϵ Aurige (ϵ Aur) は、27 年毎に 2 年間ほど暗くなる奇妙な変光星としてよく知られている。明るい主星の周りを巨大な円盤を持つ伴星が 27 年の周期で公転しており、主星の前を円盤が通過する時に暗くなるものと考えられている。しかし、そのような解釈では観測事実との間で不整合となる現象も少なくなく、巨大な円盤のみならず、見えている主星の基本的な性質さえも未だ確定されていない不思議な天体である。

2009 年 8 月から 2011 年 5 月にかけて 27 年ぶりの減光現象が発生した。その前後を含む長期間にわたって、ぐんま天文台 150cm 望遠鏡の GAOES と岡山 188cm 望遠鏡の HIDES を用いて継続的な観測を行ってきた。高分散スペクトルの時間変化から、円盤による食の進行や主星自体に生じる変動現象を追跡し、そこから積年の謎を解明しようとするものである (Sadakane et al. 2013)。観測から得られたひとつの知見が、励起ポテンシャルが 0 eV となる FeI の吸収線の他、ScI, TiI, VI, CrI, MnI などの低励起吸収線に見られる興味深い振舞である。図 2 に示されるように、食の後半期にのみ、時期を変えながら現れ、また消滅する。吸収線は時間とともに形状も変化するが、KI 769.9nm の視線速度との密接な相関から、伴星周辺の円盤によって形成されたものである可能性が高く、円盤は非軸対称で、物質の分布もかなり偏っているものであることが示唆されている。

また、食が始まる以前の観測からは、主星の詳細な組成解析を行い (Sadakane 2010)、A 型超巨星 (A1ab) HD81471 との比較から、これら二つの星は類似した組成を示すことが確認されている。すなわち、 ϵ Aur の主星が、大質量の天体であることと大きく矛盾しない観測結果である。しかし、Hoard et al. (2010) などの多くの研究からは小質量の星が AGB (Asymptotic Giant Branch) の後に進化した状態であることも示唆されており、主星の正体については却って謎を深めるような結果となっている。

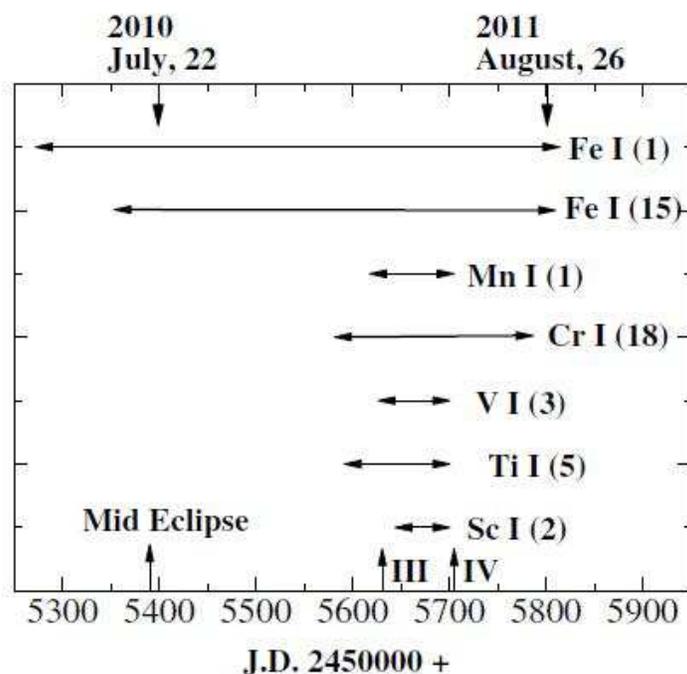


図 2: 吸収線の現れている時期. III, IV はそれぞれ第 3, 第 4 接触を示している。

3.2 Be/X 線連星

高速に回転する高温度の B 型輝線星 (Be 星) とコンパクトな中性子星とが対をなし、強い X 線を放射している連星系が Be/X 線連星である。Be 星の周囲に存在する円盤と中性子星との相互作用が、X 線放射のほか、ア

ウトバーストと呼ばれる急激な増光などの時間変化に富んだ様々な現象を引き起こしていると考えられている。常に目の離せない興味深い天体であるが、その詳細な姿には未解明な部分が多い。そこで、ぐんま天文台 150cm 望遠鏡の GAOES と岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡の HIDES を用いて、突発的に発生するアウトバースト期に重点をおき、Be/X 線連星の高分散スペクトルの変化を継続的に追跡してきた。その結果、Be/X 線連星 A0535+262 (V725 Tau) におけるアウトバーストの機構や Be 星周辺の円盤の複雑な構造などが次第に明らかになってきている (Moritani et al. 2010, 2011, 2013)。

3.3 RV Tau 型変光星

RV Tau 型変光星は、中小質量の恒星が生涯最末期に、赤色巨星を経て惑星状星雲に進化する直前の姿であると考えられている。しかし、そのような進化段階の是非を含めてその正体には不明な点が多く、100 日前後の周期でやや複雑な時間変化を示すところにその謎を解く鍵があるものと見込まれている。我々は、150cm 望遠鏡と GAOES を用いて、複数の RV Tau 型星に対する高分散分光観測を数年間にわたって継続してきた。

現在進行中のまだ経過途中の研究であるが、このような観測の結果、RV Tau 型星のひとつである U Monocerotis (U Mon) では、周期的な脈動現象が続いており、それに伴う衝撃波と間歇的な質量放出が繰り返し発生していることが明らかになってきている。図 3 は H α 線の形状変化の例を示したものである。幅の広い放射成分に幅の狭い複数の吸収成分、そして時折現れる幅の狭い放射成分の 3 種類が存在しているものと見なされ、それぞれの成分が独立に変化することによって全体の形状が激しく変化するものと考えられている。幅広の放射は副極小を過ぎた後の位相 0.7 付近で急激に強くなり、間もなく減衰する。この時期のみに、例えば鉄の 654.7nm など明確な P Cygni 型形状が同期して現れることから、脈動による膨張によって引き起こされる衝撃波が幅の広い H α の放射成分を形成していることはほぼ確実である。

なお、広範な波長範囲を網羅する GAOES の分光データにはバルマー線以外にも様々な物質の存在量の情報が含まれており、これらの測定から化学的な視点での大気構造や進化の解明も目指している。

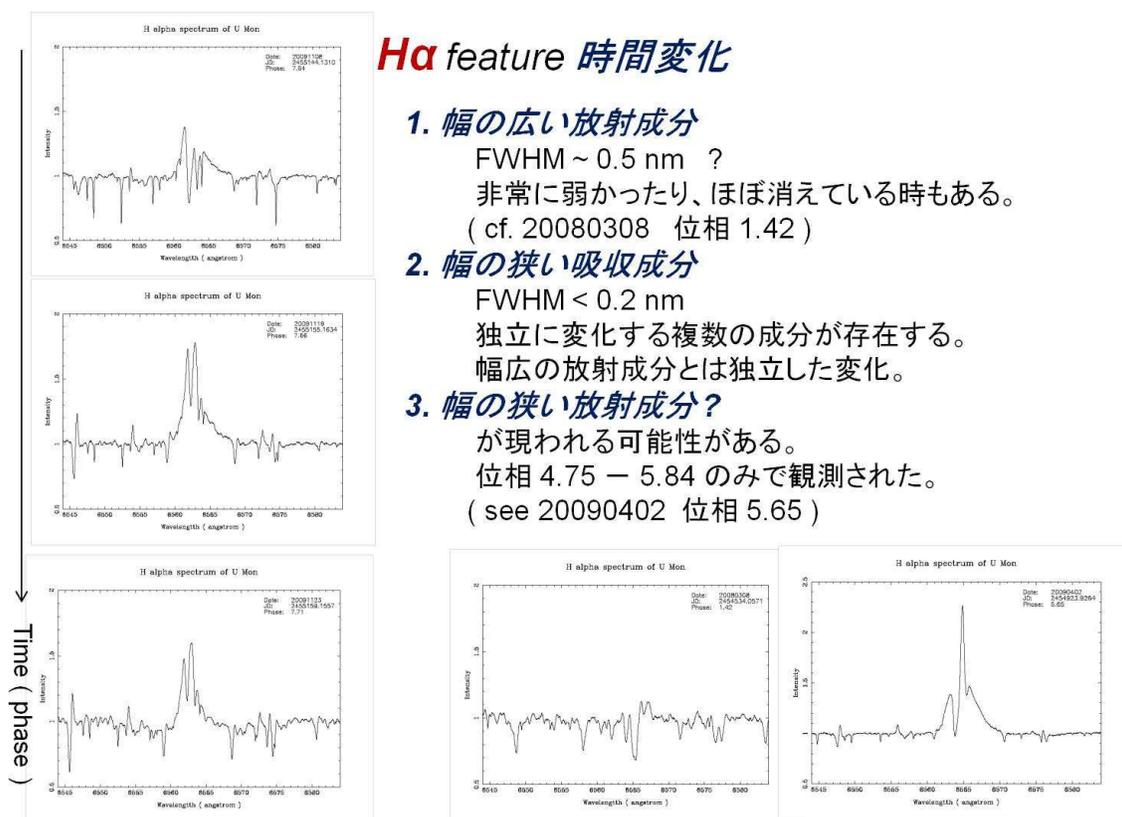


図 3: U Mon に見られる様々な H α の形状。

4 GLOWS, GIRCS を用いた観測

4.1 突発天体の観測

GLOWS は、ぐんま天文台 150cm 望遠鏡の機動性を最大限に活用することによって、超新星などの突発天体の観測に適応させた観測装置である。特に、望遠鏡の持つ高精度で速やかな指向性能から、極めて早い反応が必要とされる GRB も手中に納めることを目指している。その結果、これまでに IAUC (IAU circular), CBET (Central Bureau Electronic Telegrams), GCN (GRB Coordinates Network) などに数多くの観測速報を提供している。

図 4 は、Kinugasa & Torii (2006) による GRB060927 の画像である。図の中央にある円内に淡く写っている天体が、GRB 発生後 37 分後の残光で、R バンドで 20.3 等の明るさである。さらに大型の望遠鏡によって、赤方偏移は $z = 5.47$ と測定され、当時、国内の望遠鏡で捕捉された最も遠方の天体であった。

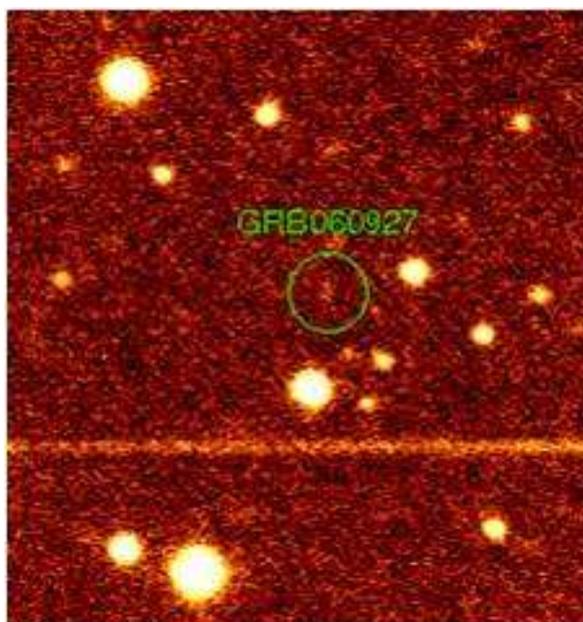


図 4: GRB060927 $z \sim 5.47$

4.2 変光星の継続観測

GLOWS や GIRCS は、GAOES のような高い波長分解能は持たないものの、撮像観測ではかなり暗い天体まで捕捉することが可能である。また、GLOWS では 17 等近くまでの低分散分光観測が可能であり、多くの変光天体を長期間継続的に観測することができるようになっている。突発天体として観測を開始した後に、長期間観測が継続し、より詳細な研究として発展する場合も珍しいことではない。また、多くの場合、複数の観測機関で連携した観測が行われ、様々な種類の観測手法がとられるとともに、より長い期間にわたって緻密な観測点の分布が得られるような努力がなされている。これまでの例では、超新星や新星の他、マイクロレンズ天体や系外惑星などの多岐にわたる様々な変光天体が観測対象となってきた (Fukui et al. 2007, Kubota et al. 2010, Maciejewski et al. 2013, etc.)。

近年では大学間連携事業が立ち上がっており、ぐんま天文台もその枠組の中での連携観測に参加することが少なくない。時間変化の追跡観測を様々な観測装置の連携によって実施する研究の重要性は益々高くなってきている。GAOES が活躍する場合もあるが、比較的暗い天体に対応できる GLOWS や、参加機関の中でも貴重な赤外線観測装置である GIRCS の活用が期待される機会が多いようである。

連星系をなす新星の場合では、比較的長期間の観測が実施され、国際的な連携観測もしばしば行われてきた。アウトバースト現象の発生に呼応して観測が開始される場合が多い。例えば、2007 年に行われた WZ Sge 型の

矮新星 GW Librae (GW Lib) の国際共同観測 (Hiroi et al. 2009) では、GLOWS を用いた低分散分光観測の実施で参加し、スーパーアウトバースト現象を通じた連星システムの解明に貢献している。

突発現象として始まる超新星の場合も、その後の観測を継続することによって詳細な情報が得られる Yamanaka et al. (2009a) のような例は少なくない。SN2009dc の共同観測では、発生以来 30 日ほどの期間にわたって観測が継続されたが、分光情報を得ることのできる唯一の装置として観測に参加している。その結果、この Ia 型超新星がチャンドラセカール質量を越える重い白色矮星が爆発した現象、すなわち super-Chandrasekhar mass SN Ia であることを示唆する (Yamanaka et al. 2009b) こととなった。

ぐんま天文台の気象条件は、赤外線での観測にとって必ずしも理想的なものではありえない。しかし、様々な変光星の観測には GIRCS も積極的に投入されている。最近では、時間継続的な測光観測から系外惑星の探査を目指した国際共同観測に GLOWS とともに参加し、相応の貢献をしている (Maciejewski et al. 2011, 2013)。

5 ぐんま天文台における観測の実際

ぐんま天文台は公開天文台でもあり、国立天文台のような、多くの研究者に広く門戸を開放した共同利用体制はとっていない。外部の研究者が、ぐんま天文台で観測を行う場合は、天文台所属の研究者との共同研究の形態をとることが原則となっている。また、行政の方針変更によって、今日の 150cm 望遠鏡を取り巻く研究環境は以前に比べて非常に厳しくなっている現実も存在する。予算と人員の大幅な削減が強いられ、この望遠鏡の管理・運用を行っていた研究者 5 人の観測グループは、実質 1 名までに縮小されている。外来の研究者が観測時などに滞在していた宿舎も真っ先に閉鎖された。天文台本体には機械警備が導入され、基本的に「夜は閉鎖」される不思議な天文台とさえなっている。設置より 14 年の歳月を経た望遠鏡も、老朽化のため、抜本的な改修作業を実施しないままであれば、完全に機能を失う日はそう遠い未来のことではない。

それでも、幸いなことに、望遠鏡や観測装置の性能は、まだ何とか維持された状態にある。共同利用機関ではないことをむしろ利点として活用すれば、個々の観測計画の特性に応じた臨機応変で柔軟な対応はまだ十分可能なのである。観測を希望する研究者は、ぐんま天文台の担当者に遠慮無く希望を伝えて欲しい。150cm 望遠鏡と観測装置群が機能する限りは、これらを最大限に活用し続けたいと考えている。

参考文献

- Fukui, A., et al. 2007, ApJ 670, 423
Hashimoto, O., et al. 2002, Proc. The 8th IAU APRM Vol.II, 7
Hashimoto, O., et al. 2005, Proc. The APRIM 2005, 295
Hiroi, K., et al. 2009, PASJ 61, 697
Hoard, D. W., et al. 2010, ApJ 714, 549
Kinugasa, K. & Torii, K., 2006, GRB Coordinates Network 5664, 1
Kinugasa, K., et al. 2009, Proc. RIKEN Symp.: astrophysics with All-Sky X-ray observations, 332
Kubota, K., et al. 2010, PASJ 62, 323
Maciejewski et al. 2011, MNRAS 411, 1204
Maciejewski et al. 2013, A&A 551, A108
Moritani, Y., et al. 2010, MNRAS 405, 467
Moritani, Y., et al. 2011, PASJ 63, L25
Moritani, Y., et al. 2013, PASJ 63, L25
Naito, H., et al. 2012, A&A 534, A86
Nysewander, M. C., et al. 2006, ApJ 651, 994
Sadakane, K., et al. 2010, PASJ 62, 1381
Sadakane, K., et al. 2013, PASJ 65, L1
Yamanaka, M., et al. 2009a, PASJ 61, 713
Yamanaka, M., et al. 2009b, ApJ 707, L118

BCB編集の10年余を振り返っての話題から

元福島大学 中村泰久

1. はじめに

BCB (BIBLIOGRAPHY OF CLOSE BINARIES) とは, IAUのCommission 42 (Close Binary Stars) が年に2回発行している, 主だった雑誌に掲載された近接連星系関係の文献情報のまとめであり, 執筆時点では95号まで発行されている (下記参照)。

International Astronomical Union
Commission 42

BIBLIOGRAPHY OF CLOSE BINARIES

No. 95

筆者はこの編集メンバーの一員とし, Asia, Pacific Region からの諸雑誌 (後述) を担当してきた。ちなみに, 編集体制は編集長+編集委員 (数名~10名程度) であり, 最新号では右記のとおりとなっている。

Editor-in-Chief:

C.D. Scarfe

Editors:

H. Drechsel

D.R. Faulkner

E. Kilpio

Y. Nakamura

P.G. Niarchos

R.G. Samec

E. Tamajo

W. Van Hamme

M. Wolf

筆者がこの仕事を担当したのは, 1998年秋に当時の編集委員 (編集長もやられた) 山崎篤磨さんより依頼を受けてからである。山崎さんはまだネットワークが発達していない時代の, 印刷版を郵送するスタイルの時を含め12年間もこの仕事を担当されてきた。筆者も引き受けた時には何とかそれくらいがんばらねばと思ってやっていたが, 気がつけばそれを超えることともなった。このたび退職のこともあって編集委員を辞するのに伴い, この間の仕事を振り返り, BCBに関するいくつかの話題を提供することとした。

2. BCBへの報告および主な内容

2-1) 担当範囲

編集長からの初の依頼文は1999. 4. 7にあり, これに対して#68用にMay 29, 1999. 5. 9付けで初レポートを送付した。担当雑誌類は前任の山崎さんと同じく, “Contribution from Asia (& Pacific)” であって, 具体的には次のようなものであった。

Surveyed journals and their volumes:

Acta Astron. Sinica	Vol. 39, No. 4, 1998
Acta Ap. Sinica	Vol. 18, Nos. 1-4, 1998
Baltic Astronomy	Vol. 7, No. 4, 1998
Bull. Astron. Soc. India	Vol. 25, No. 3, 1997, Vol. 26, Nos. 3-4, 1998
Fund. Cosmic Phys.	no newly arrived issues since 20-1, 1998
JA&A	no new issues since Vol. 19, No. 2, 1998
PASJ	Vol. 50, No. 6, 1998, Vol. 51, Nos. 1-2, 1999
Publ. Astron. Soc. Australia	Vol. 15, No. 3, 1998
Publ. National Astron. Obs. Japan	Vol. 5, No. 3, 1999
Southern Stars	Vol. 38, No. 2, 1998

(from Asia & Pacific としていながら, なぜか Baltic Astronomy が入っていたが, 後にこれは別のひとに担当替えしてもらった。)

その後も基本的にこの枠組みであったが, 若干の変更もあり, 筆者にとっての最終報告となる最新号 (No. 96) 用は

BASI (Bull. Astron. Soc. India)	Vol. 40, Nos. 3, 4, 2012
ChA&A (Chinese Astron. Ap.)	Vol. 36, No. 4, 2012
	Vol. 37, No. 1, 2013
RAA (Research in Astron. Ap.)	Vol. 12, Nos. 10–12, 2012
	Vol. 13, Nos. 1–3, 2013
JApA (J. Ap. Astron.)	Vol. 33, No. 4, 2012
	Vol. 34, No. 1, 2013
PASJ	Vol. 65, No. 6, 2012
	Vol. 66, No. 1, 2013
PASA (Publ. Astron. Soc. Australia)	Vol. 30, No. 1, 2013
Publ. National Astron. Obs. Japan	No new issues since Vol. 13, Nos. 3/4, 2011
Southern Stars	Vol. 52, No. 4, 2012
	Vol. 53, No. 1, 2013

であった。

2 – 2) 報告内容について

レポートは次の4つのカテゴリーに分類して行う：

(1) Individual Stars

V1333 Aql & {Yit Sakurai, S. et al.} (7 authors) 2012, PASJ 64, 72.
(Aql X-1) (2dx, 5i) Accretion geometry in soft/hard states. ¥¥[0.5ex]

○たとえば個々の系**Individual Stars**でも・・

- ・星座名付き
 - ・HR, HD, HDE, BD, CoD, CPD, SAO Objects
 - ・X-ray sources with constellation names
 - ・Objects with names including RA and DEC
 - ・Objects with other designations
- に分ける。

(2) General

{Yit Faghei, K.} 2012, JApA 33, 9.
Self-Similar Solutions for Viscous and Resistive Advection
Dominated Accretion Flows. ¥¥

(3) Collections of Data [3つを超える系を扱っているところに入る]

{Yit Griffin, R.F.} 2012, JApA 33, 29. (1bo, 5d) Spectroscopic orbits for 52
stars in the Hyades field: van Bueren 22, vB 39, vB 50, vB 59, vB 75,
vB 102 and other systems. ¥¥

(4) Proceedings of Conferences, Symposia, and Monographs

上記の(1)と(3)に関しては、それがどのような対応の観測であるか、どのような地券が提示されているかによって、所定の分類記号を付記することとなっている。この分類記号は発行されているBCBの先頭に示されているので、個々では省略する。

2 – 3) 出版後の利用

Bibliography of Close Binaries ができあがると、一般的には各地のWebサイトに置いてあるので(たとえば次のところ)、そこからだれでも自由に取得することができる。

<http://www.konkoly.hu/IAUC42/bcb.html>

<http://www.sternwarte.uni-erlangen.de/pub/bcb>

<http://www.astro.uvic.ca/~robb/bcb/comm42bcb.html>

A D S (Astrophysics Data System)とはまた違った利点もあるので、必要に応じて利用していただきたい。

3. 10年超間の統計から

筆者がレポートを担当したNo. 68~No. 95の計28号に関して、各種情報についての簡単な統計を取った。天文学分野で広く活用されているADS検索システムに基づいてもいくつかの統計が可能であるが、その若干を報告したい。

3-1) 対象系および論文数の推移

(1) **Individual Stars** で扱われている連星系の数 (図1) と, (2) **General & (3) Collections of Data**の論文数 (図2) のこの間の推移を調べた。

平均数は、それぞれ 223.25 と105.9/41.9 である。大きな変動はないが、21世紀初頭あたりの方が、若干多めに推移したとは言えるであろう。

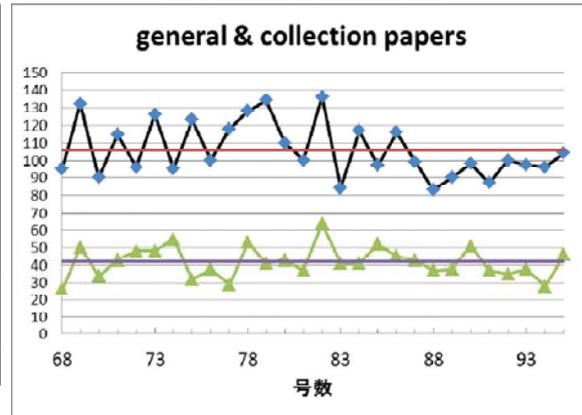


図1 : Individual Stars の連星系数

図2 : General/Collections of Data の論文数

3-2) よく研究された連星系

この間の(1) **Individual Stars** で取り上げられた系のうち、論文数が4報以上のものを調べた。結果は次のとおりである。

- 68 6 Cyg X-1; 4 GRO J10422+32, GRO J1655-40
- 69 7 Cyg X-1, GRS 1915+105, GRO J1665-564; 5 Cyg X-3; 4 V1343 Aql(SS 433), U Sco, XTE J1550-564
- 70 8 Cyg X-1; 5 Her X-1; 4 II Peg, Cyg X-2, Sco X-1, GRS 1915+108
- 71 6 GRS 1915+105; 4 Cyg X-1, GRO J1655-40
- 72 10 GRS 1915+105; 7 Her X-1; 6 Cyg X-1; 4 XTE J1118+480, LMC X-3
- 73 11 Cyg X-1(V1357 Cyg); 10 XTE J1118+480; 6 Her X-1(HZ Her), GRS 1915+105; 5 V615 Mon, GRO J1655-40; 4 V1333 Aql(Al X-1), Cyg X-3, SAX J1808.4+658
- 74 11 V1357 Cyg; 9 XTE J1550-564; 6 V1343 Aql(SS 433), WZ Sge; 5 GRS 1915+105; 4 V821 Aql, Cir X-1, 1RXS J232953.9+062814
- 75 6 KV UMa(XTE J11818+480); 4 V1087 Aql, β Lyr, GX 17+2
- 76 6 V1357 Cyg; 5 CH Cyg; 4 V1487 Aql, V4580 Sgr(SAX J1808.4-3658), V1033 Sco(GRO J1655-40)
- 77 8 V4743 Sgr; 6 V1357 Cyg; 5 V1487 Aql; 4 HZ Her(Her X-1), V4641 Sgr, V818 Sco (Sco X-1), KV UMa(XTE J1118+480)
- 78 4 BR Cir(Cir X-1), AG Dra, WZ Sge
- 79 5 J0737-3039(double-pulsar system)
- 80 12 PSR J0737-3039; 5 V1487 Aql(GPS 1915+105); 4 V1343 Aql, η Car, KV UMa
- 81 7 V1343 Aql; 5 V1357 Cyg; 4 V838 Mon
- 82 8 V1357 Cyg; 6 V1343 Aql; 4 H1743-322(IGR J17464-3213)
- 83 5 V1357 Cyg; 4 RS Oph, V1487 Aql, AE Aqr
- 84 7 RS Oph, V615 cas; 5 V1487 Aql; 4 V407 Vul(RX J1914.4+2456)
- 85 8 V1357 Cyg, RS Oph; 4 η Car
- 86 4 V725 Tau(A0535+262=HDE 245770)

- 87 8 V1357 Cyg; 7 V1343 Aql(SS 433); 5 RS Oph, V1033 Sco(GRO J1655-40);
4 V821 Ara(GX 339-4), SS Cyg, PSR J0737-3039
- 88 5 V1357 Cyg(Cyg X-1); 4 V821 Ara(GX 339-4), V4580 Sgr(SAX J1808.4-3658),
V479 Sct(RX J1826.2-1458)
- 89 6 V4580 Sgr; 4 η Car, CH Cyg, V1521 Cyg (Cyg X-3)
- 90 6 V1343 Aql; 5 η Car, V1487 Aql(GRX 1915+105), V1457 Cyg; 4 V821Ara,
V1521 Cyg
- 91 4 V821 Ara, ϵ Aue, η Car, V615 Cas (LSI +66° 303), V1521 Cyg
- 92 4 V1487 Aql, V821 Ara, V615 Cas, U Sco
- 93 6 V1357 Cug, CPD -63° 2496(PSR 13125963); 4 η Car, V615 Cas, V1357 Cyg,
UY Vol, NGC 1313 X-2(ULX)
- 94 9 V1357 Cyg; 5 V821 Ara
- 95 4 V1487 Aql(GRS 1915+105), V821 Ara

(多分) 圧倒的にV1357 Cyg (Cyg X-1)であり, 他には, V1343 Al (SS 433), η Car, V821 Ara, V838 Mon, RS Oph...などが多く扱われてきた。

3-3) 論文著者について

よく登場する日本人研究者はどなたであったか調べた。ただし, entryの関係で, 単独ないしは Top authorとしての登場数のみを数えたものである (BCBIにはIAU Circularも取り上げていた時もあったが, これは数に入れていない)。

Indiv. stars + Coll. data:		General:	
9 2	T. Kato	2 2	J. Fukue
1 9	M. Uemura	1 1	S. Kato
1 4	I. Hachisu, D. Nogami	6	I. Hachisu
9	A. Imada	4	M. Kato
Total:			
9 5	T. Kato	2 2	J. Fukue
2 1	M. Uemura	2 0	I. Hachisu
1 4	D. Nogami	1 1	S. Kato
1 0	M. Kato		

4. おわりに

上にも述べたが, ADSがあるじゃないか, このインターネット時代にこのような情報提供の役割がどの程度のものか, 等の疑問に思うむきはあろう。筆者自身も, 手元に身近なところにはないものはネットを通して情報を集めているので, このような思いも一部持ちつつ仕事を行ってきた。

筆者が理解するこのBCBIの特徴, 意味づけは,

- ・対象系ごとの様子が分かりやすい
- ・掲載文献が一定レベル以上
- ・研究内容に一応誰かの目が通っている

また, 受け身的にこのような情報が送られてくるのはそれなりに意味があるのかと考える次第である。

いつまで続くかはわからないが, いささかでも役立ってきたとしたら幸いである。

おおぐま座 W 型連星の光度曲線と極小時刻の変動

岡崎 彰

[要約]

おおぐま座 W 型連星 (W UMa 型連星、EW) は公転周期半日程度の過剰接触連星であり、連星の中で最大数を誇るグループを成しているが、その性質は必ずしも十分に知られていない。本稿では、Kepler 衛星の観測領域にある食連星の中から 2 つのおおぐま座 W 型連星 KID02717141 と KID08496820 に着目し、最近公開された Kepler 衛星データアーカイブに基づいて、両連星の光度曲線の変動と極小時刻の変動について調べたので予備的な報告を行う。

1. はじめに

W UMa 型連星は、公転周期が数時間から 1 日以下の近接連星で、両成分星ともスペクトル型が F, G, K の主系列星に対応する恒星である。両成分星の表面は Roche lobe を若干超えて L_1 付近で繋がっており、過剰接触連星 (overcontact binary) を形成している。そのため、主星 (質量の大きい星) から伴星 (質量の小さい星) への質量移動や熱移動が生じていると考えられており、主星と伴星の有効温度の差は非常に小さい。このことを反映して、W UMa 型連星の光度曲線では主極小と副極小の深さがあまり変わらない。また、両成分星の質量と光度の関係は主系列星のそれと比べて、同じ質量に対して主星はより暗く、伴星はより明るい傾向にある。

W UMa 型連星は太陽に似た表面活動が盛んなことも知られている。実際、コロナや彩層に起因するとみられる X 線 (e.g. Chen et al. 2006) や紫外線 (e.g. Hrivnak et al. 2001)、電波 (e.g. Rucinski 1995) が観測されている W UMa 型連星もかなり見つかっている。また、可視光の光度曲線でも第 1 極大と第 2 極大の明るさに違いが見られたり、光度曲線の非対称性やその時間変化が数多く観測されている。実際、今年 3 月まで群馬大学で行ってきた W UMa 型連星の CCD 測光観測でも、いくつかの対象で過去の観測と比較して光度曲線の時間変動が確認できる (図 1)。

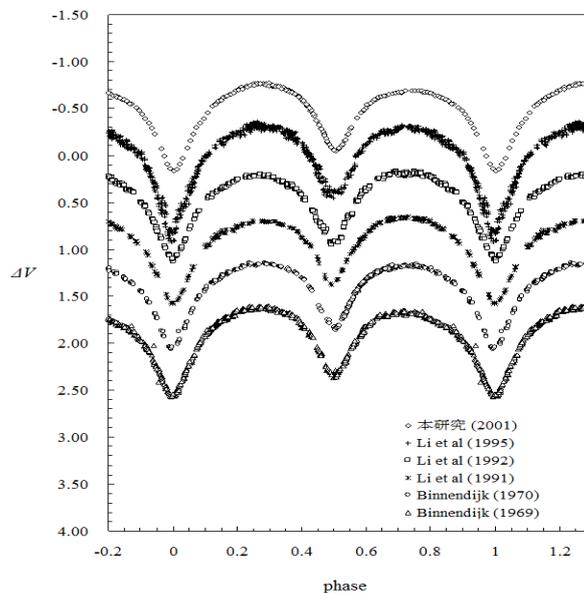


図 1 W UMa 型連星の光度曲線の変動の一例 (AU Ser)。第 1 極大と第 2 極大の明るさが入れ替わっている。(2001 年の観測は群馬大学)

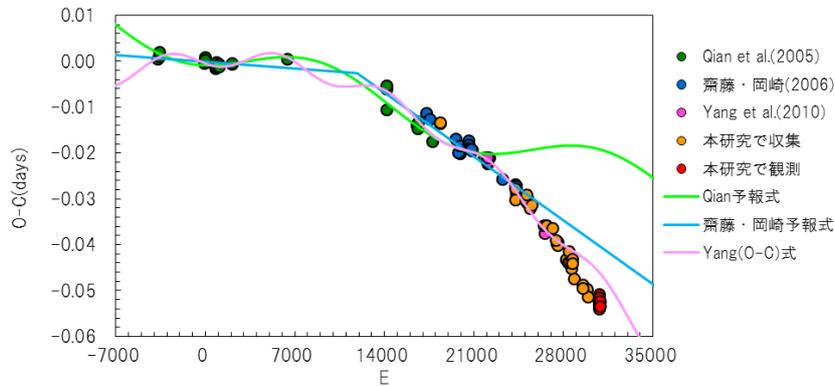


図 2 W UMa 型連星の極小時刻 $O - C$ 値の変動の一例 (AO Cam)。本図で用いた極小予報時刻 C は過去に出版された 1 次予報式による。図中の丸は観測極小時刻。曲線と直線は新たな解釈に基づく予報式の計算極小時刻をそれぞれ表す。

また W UMa 型連星では、極小時刻の計算予報値 (C) と観測値 (O) とのずれ ($O - C$ 値) に基づいて、質量移動や角運動量移動に伴うとみられる公転周期変動についても盛んに議論されている (e.g. Qian, 2002)。しかしながら、ひとつの食連星に対してなるべく長期間にわたって多くのデータを集める必要のあることから、観測条件の異なる各地のデータを総合して解析せざるを得ず、またデータの時間的分布の稠密性や測定精度が必ずしも十分でないという問題があった。そのため、極小時刻 $O - C$ 値の変動に基づく公転周期変化の詳しい解釈は、十分に定まっていないというのが現状である (図 2)。

本稿では、Kepler 衛星の過去 4 年間の公開測光データを利用して、2 つの W UMa 型連星について光度曲線の変動と極小時刻 $O - C$ 値の変動の予備的な解析を行った。次節に述べるように、データの吟味と解析過程にはまだいくつかの問題が残されているが、一定の知見を得ることができた。次節では、Kepler 衛星の公開測光データについて紹介し、第 3 節では、2 つの W UMa 型連星、KID02717141 と KID08496820 の光度曲線の変動と極小時刻 $O - C$ 値の変動について調べる。

2. Kepler 衛星の測光データ

2.1. 測光データの概要

Kepler 衛星は高精度の測光データを取得して系外惑星探査をするために 2009 年に打ち上げられた。観測領域は白鳥座付近の約 115 平方度で、17 等までの全ての恒星とさらに暗い一部の恒星も含めて継続的に測光観測を行っている。波長域は $4000 \sim 9200 \text{ \AA}$ の単色測光である。

データの積分時間に関しては 2 つのモードがある。観測自体は 6.02 秒積分を繰り返して行われているが、Long Cadence (LC) と呼ばれるモードではこの 270 回分 (積分時間 $29.4 \text{ 分} \div 30 \text{ 分}$) を 1 単位としており、Short Cadence (SC) というモードでは 9 回分 (積分時間 $58.86 \text{ 秒} \div 1 \text{ 分}$) を 1 単位としている。これらのデータは衛星で蓄積され、凡そ 32 日毎に、LC では約 16 万個、SC では 512 個の恒星のデータが地上のセンターに一括に送信されている。SC モードの対象数は限られているので、常に同じ対象を観測しているわけではなく、何らかの目的で時間分解能の必要が生じた場合に、限られた期間だけ観測するという運用がされているようである。

衛星に固定された太陽電池パネルの向きを調整するため衛星の姿勢の 90° 回転が凡そ 3 か月ごとに行われており、そこでは連続データにギャップが生じるだけでなく、各星像と CCD 素子との位置関係も大幅に変化する。姿勢回転から次の姿勢回転までの期間を Quarter (Q) と呼んでいる。現時点 (2013 年 6 月現在) では、一部の未公開データを除いて、Q0 ~ Q15 までの 16 quarters 分のデータが公開されている。

公開データの内容は各星ごとに、観測日時 (Barycentric Julian Day [BJD])、測光値 (測定したそのままの値 [SAP] と一定の器械補正を行った値 [PDCSAP] の 2 種類)、測光値の誤差、各星像の centroid の CCD 上の位置情報などである。

2.2. Kepler データと食連星

以前から実施されていた恒星の全天自動検索システム (The All Sky Automated Survey) により、Kepler 衛星の観測領域に 14 等以上の明るい食連星 947 個が予め知られていた (Pigulski et al. 2009)。そして、Kepler 衛星のデータからは、これらを含めて数多くの食連星が見つかっており、それらを収めたカタログ *Kepler Eclipsing Binaries (revision 3)* (http://archive.stsci.edu/kepler/eclipsing_binaries.html 2013 年 6 月更新) には 2412 個の食連星が登録されている。

Kepler 衛星のデータを用いた食連星の論文は徐々に始めている。ただ、多くの場合 LC モードしか行われていないので、30 分積分のデータが 30 分毎にしか得られていないこと、後で述べるように、各 quarter 間の測光データが“滑らかに”つながらないという問題があることなどから、周期が半日以下の食連星はほとんど対象とされていない。例えば、本稿とテーマの一部が重なる Gies et al. (2012) の研究対象には、公転周期 0.6 日未満の食連星は含まれていない。

3. 解析の対象と方法

3.1. 対象星 KID02717141 と KID08496820

本稿では予備的な調査であることから次の条件により、対象とする W UMa 型連星を 2 つに絞った。すなわち、前述の Pigulski et al. (2009) のカタログにも含まれており、かつ、なるべく長期間の LC、SC 両モードの観測データも使用できること。この条件に基づいて、LC データが 16 quarters 分 (ほぼ 4 年間)、SC データが約 6 か月分使える KID02717141 と KID08496820 を選んだ。KID02717141 の公転周期は 0.394572 日、KID08496820 のそれは 0.436973 日である。

3.2. 解析の方法

前にも述べたように、各 quarter 間で測光データには系統的に若干の食い違いがみられ、隣り合う quarter の測光データは“滑らかに”つながらない。これは、Kepler 衛星の姿勢調整に伴って CCD 上における星像の位置が変わるなどの影響が完全に除去できていないことに因る。しかし、長期間の変動を調べるためには、この食い違いの影響をできるだけ抑えて、ひと続きのデータとして扱う必要がある。

また、LC データでは 1 公転あたり 20 点程度のデータしかないため、光度曲線の詳しい形を知ることができない。そのため、5 公転周期にわたって光度曲線の形は一定であると仮定して、これらを重ね合わせて 1 公転分の光度曲線として扱った。

1 周期にわたる平均の明るさを求める場合には、LC データを 5 公転分重ね合わせてもデータ点は十分に稠密に並んでいないため、光度変化する中でどのような位相にデータ点が並んでいるかによって同じ光度曲線であっても明るさの平均値が異なってしまう。

以上の点を総合して、本稿では、対象とする W UMa 型連星では 1 周期にわたる平均の明るさが長期間にわたって一定であると仮定し、実際の計算では、(光度変化が比較的緩やかな) 2 つの極大と 2 つの極小に対応する位相 0.00、0.25、0.50、0.75 の各近傍の 4 か所における明るさの平均を一定として扱った。

各 quarter 間での LC データの系統的な食い違いの補正としては、flux 値のゼロ点とスケールファクターの 2 つのパラメータの組み合わせによる補正が考えられる。しかし、実際にこの組み合わせで補正しようとする、2 つのパラメータの値を一気に決めるのが難しい。事前に、ゼロ点だけの補正とスケールファクターだけの補正の両極端の場合で試みた結果、衛星の姿勢回転時期のギャップでは後者がより有効であり、SC モードの区切りのギャップでは前者がより有効でとの結果が得られたので、本稿ではこれにしたがって補正を行った。

4. 光度曲線

ここでは、KID02717141 と KID08496820 の光度曲線とその時間変動について述べる。

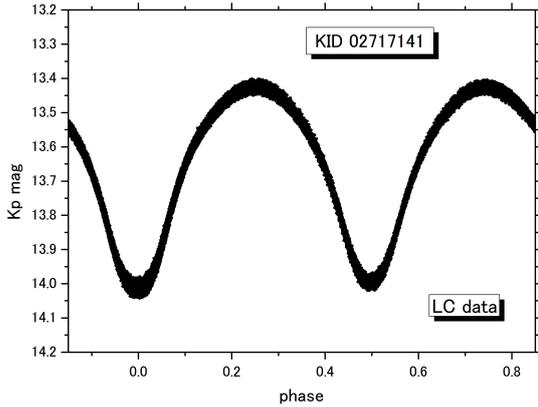


図 3 KID02717141 の全 LC データによる光度曲線。

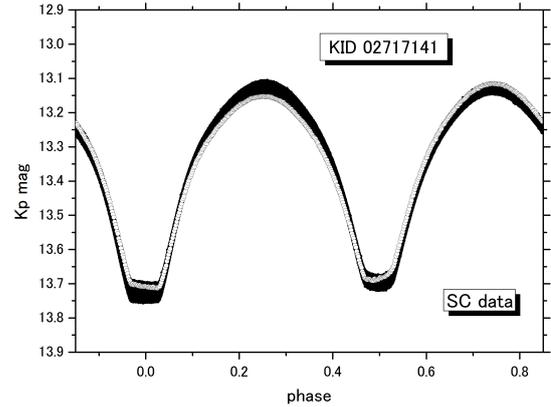


図 4 KID02717141 の全 SC データによる光度曲線。図中の白丸は、ある 1 公転の光度曲線を表す。

4.1. 全データによる光度曲線

最初に、両星の全データによる光度曲線を図 3~5 に掲げる。図 3 と図 4 はそれぞれ、KID02717141 の全 SC データ、全 LC データによる光度曲線を表す。また、図 5 は KID08496820 の全 SC データによる光度曲線を表す。図 4 中の白丸は、ある 1 公転分の SC データだけで光度曲線を描いたものである。図中の白丸には散らばりがほとんど見られないことから、観測誤差が十分に小さいことを確認できる。実際、公開データに記されている flux の誤差は、KID02717141 では、等級に換算して SC データで 0.001 等程度、LC データで 0.0002 等程度、KID08496820 ではそれ以下となっている。したがって、図 3~5 に見られる光度曲線の幅は、観測誤差によるものではなく、少しずつ時間変化する光度曲線が重なり合った結果とみなすべきである。

ところで、LC データの図 3 と SC データの図 4 とを比べると、同一の食連星であるのに光度曲線の形状が異なっている。とくに、光度変化が急激になる極小付近の形状が大きく異なっている。このような両モードにおける光度曲線の形状の違いは、両モードにおけるデータの積分時間の違い（位相に換算すると、LC は 0.05 程度、SC は 0.002 程度）、すなわち時間分解能の違いを反映したものと説明できる。また、KID08496820 の全 SC データによる光度曲線（図 5）では主極小の非対称性がいくらか目立つが、（ここには掲げていないが）LC データの光度曲線ではそのような非対称性は目立たない。この理由としては、観測期間の違い（SC データ：約 6 か月、LC データ：約 4 年間）を考慮すると、SC モードで観測した約 6 か月では、光度曲線の時間変化の重なりの中で非対称性が打ち消されるのに十分な期間ではなかったものとみ

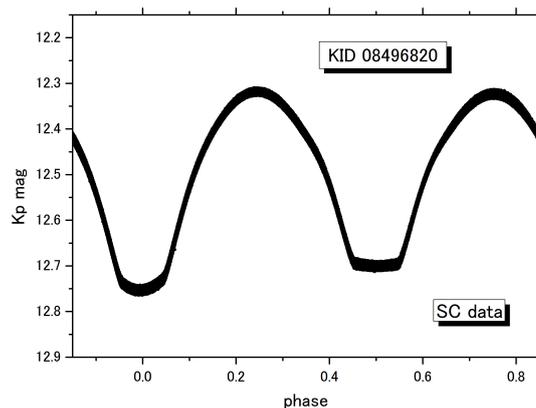


図 5 全 SC データによる KID08496820 の光度曲線。

なされる。

4.2. 光度曲線の時間変動

光度曲線の時間変動を調べるために、各公転毎（前述のように LC データでは 5 公転毎）の各位相の明るさが平均よりも明るい暗いという偏りを時間的に並べることで、光度曲線の変動の様子を見ることにした。

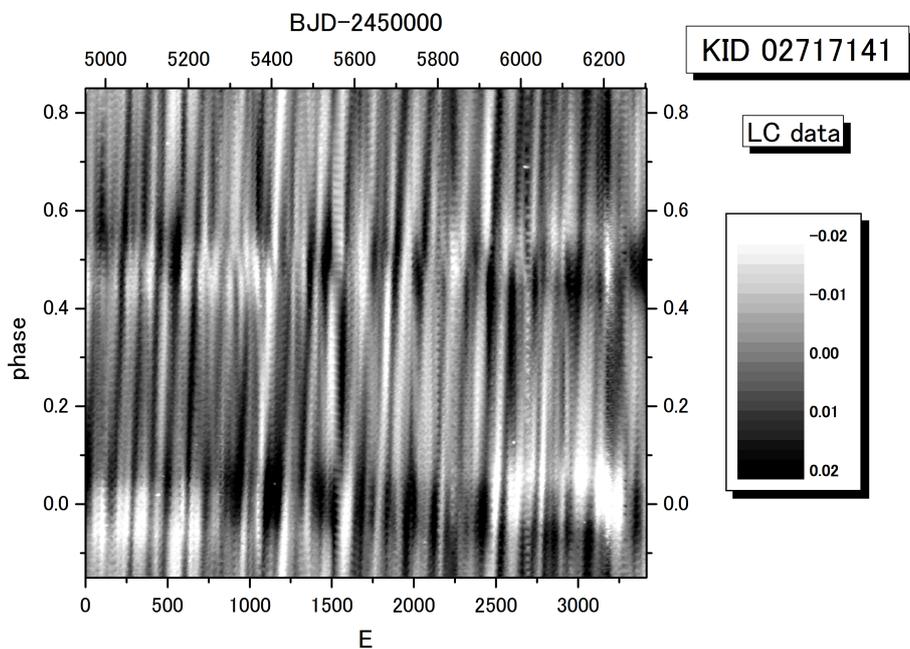


図 6 KID02717141 の光度曲線の時間的変動を濃淡で表したもの（LC データ）。平均よりも明るいと白く、暗いと黒く描かれている。

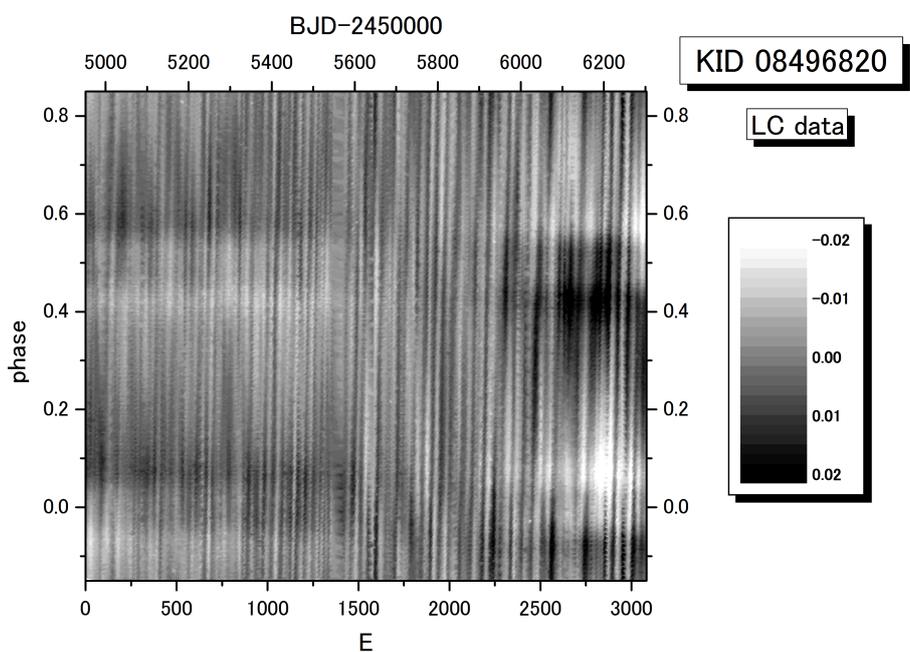


図 7 KID08496820 の光度曲線の時間的変動を濃淡で表したもの。図 6 に同じ。

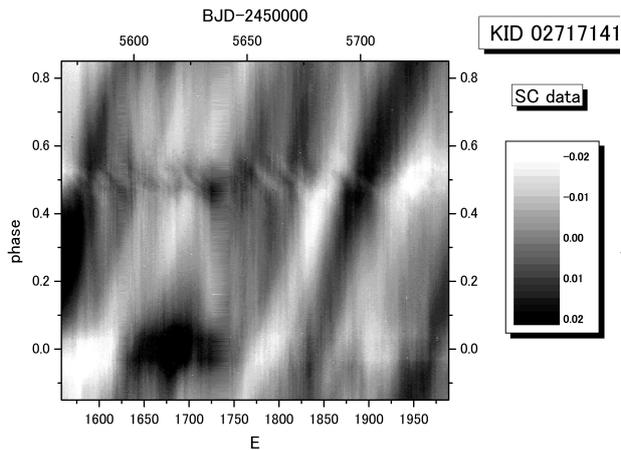


図 8 KID02717141 の光度曲線の時間的変動を濃淡で表したもの (SC データ)。

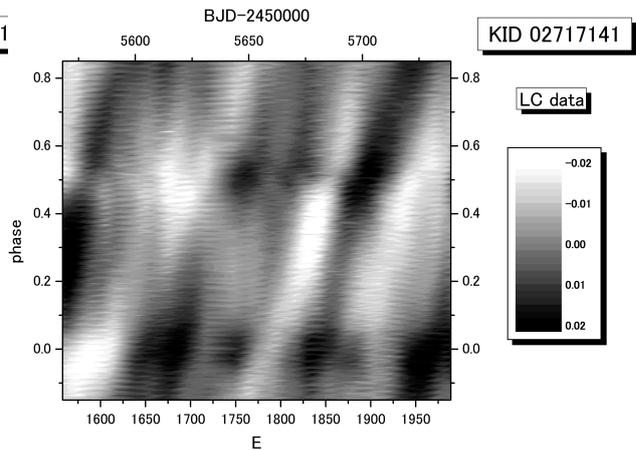


図 9 図 6 (LC データ) の中で、図 8 と同じ範囲を描いたもの。

図 6 と図 7 はそれぞれ、KID02717141 と KID08496820 の LC データの光度曲線の時間変動を濃淡で表したものである。図の縦軸は位相を表し、横軸は時間 (下の横軸の目盛は公転回数 [E]、上の横軸の目盛は BJD) を表す。図中の濃淡のスケールを示す数字は、平均光度曲線との等級差を表す。前節で述べた全データによる光度曲線に基づいて平均の光度曲線を作成し、各公転毎の光度曲線の各位相の明るさが平均の光度曲線と比べて明るければ白く、暗ければ黒くなるように描いている。

図 8 は、KID02717141 の SC データの光度曲線の時間変動を表す。図 9 は、比較のために、LC データの図 6 の中で図 8 と同じ範囲を改めて描いたものである。図 8 と図 9 を比べると、パターンの細かい部分は異なっているが、全体的な傾向はよく合っている。このことから、LC データのサンプリング間隔と積分時間の長さ (約 30 分) や本稿における扱い (5 公転の光度曲線の重ね合わせ) にも拘らず、少なくとも光度曲線の時間変動を議論する材料としては、LC データは SC データと比べて大きな遜色はないと言えるだろう。

これらの図で最も目立つ特徴は、縦方向に斜めに走る多くの縞模様である。この縞模様は、W UMa 型連星の公転周期に同期した成分星の表面に出現した黒点が、出現緯度に応じた微分回転によって公転位相に対して移動する様子 (migration) を反映したものと考えられる。ここでは触れないが、斜めの角度は黒点の migration の速さを表しているので、黒点の性質についていくつかの情報が得られる。

これらの縞模様から判断すると、ここに示した KID02717141 と KID08496820 の場合、特定の位相で見

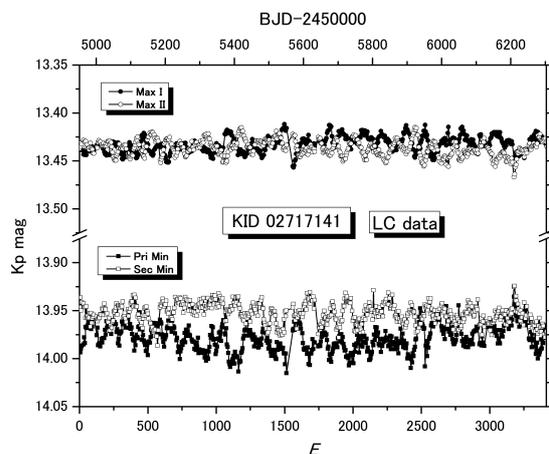


図 10 KID02717141 の主極小・副極小・第 1 極大・第 2 極大における光度変化。

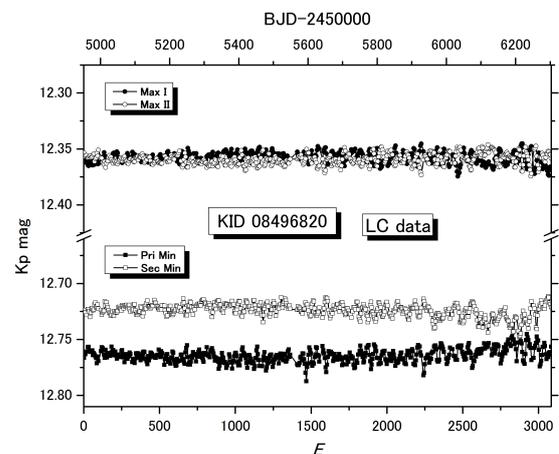


図 11 KID08496820 の主極小・副極小・第 1 極大・第 2 極大における光度変化。

ると数十日のオーダーで明暗を繰り返していることがわかる。このような変動は、たとえば、図 1 に示した例（シーズン毎の変化）と比べてかなりテンポが速い。図 10 と図 11 は、2 つの星の主極小・副極小・第 1 極大・第 2 極大における約 4 年間にわたる光度変化をプロットしたものである。KID08496820 では変化が小刻みなので見分けにくい、KID02717141 では明暗を繰り返している様子がはっきり確認できる。

5. 極小時刻 $O-C$ 値の変動

次に、各公転毎（LC データでは 9 公転毎）の主極小、副極小の時刻を求め、予報値とのずれ $O-C$ 値の変動を調べた。極小付近のデータが少ないために極小時刻決定の精度が低くなることを避けるため、ここでは LC データを 9 公転分重ね合わせることにした。予報式は、前述の *Kepler Eclipsing Binaries (revision 3)* に与えられているものを採用した。また、極小時刻の決定には、Kwee and van Woerden の方法、極小付近の平均の光度曲線をフィッティングする方法の 2 つで行った。両者には大きな違いは見られなかった。図 10 と図 11 はそれぞれ、LC データから前者の方法で求めた KID02717141 と KID08496820 の $O-C$ 図である。

図 14 は、やはり前者の方法で SC データから求めた KID02717141 の $O-C$ 図に LC データを重ねたものである。この図から、LC データのサンプリング間隔と積分時間の長さ（約 30 分）や本稿における扱い（9 公転の光度曲線の重ね合わせ）にも拘らず、極小時刻の $O-C$ 値の変動を議論する材料としても、LC データは SC データと比べて精度に大きな遜色はないと言えるだろう。

ここで示した $O-C$ 図で目立つのは 0.001 日程度の振動パターンである。この振動パターンによる主極小と副極小の $O-C$ 値の変動は同期していないので、少なくとも公転周期変化を反映したものでないことは明らかである。図 8 の主極小と副極小付近の濃淡模様から光度曲線の非対称を定性的に判断して、図 14 に見られる $O-C$ 値の振る舞いとを照らし合わせると、このような振動パターンの原因が光度曲線の変動と関係していることがわかる。すなわち、descending branch が ascending branch と比べて暗い（明るい）時に $O-C$ 値は小さく（大きく）なっている。

このような振幅 0.001 日程度の振動パターンが W UMa 型連星に一般に見られるのであれば、以下のことが言えるだろう。0.001 日程度の変動は、従来の地上からの小型望遠鏡による観測では測定限界に近く、しかも同一観測システムで時間的に稠密なデータを得ることが難しかったため、これまでは捉えることが難しかった。実際、観測環境の異なる多くの観測者の極小時刻データを寄せ集めて $O-C$ 図を作成した従来のやり方では、ほとんどの場合、このような振動パターンは系統誤差などに紛れてしまったであろう。同じ W UMa 型の $O-C$ 図である図 2 はそのような極小時刻データ寄せ集めの例のひとつであるが、詳しく眺めると、図中の観測データの並びが 0.001 日のオーダーで凸凹している様子も見られる。そのような凸凹の原因の一部として、ここで述べたような振動パターンの影響があるかもしれない。逆に言えば、（非線形の）極小時刻予報式において、0.001 日程度の極小時刻の変動を表す項は意味をなさないということになる。

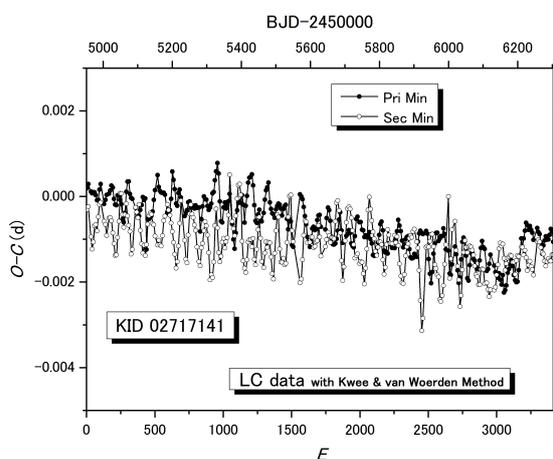


図 12 KID02717141 の極小時刻 $O-C$ 値の変動 (LC データ)。

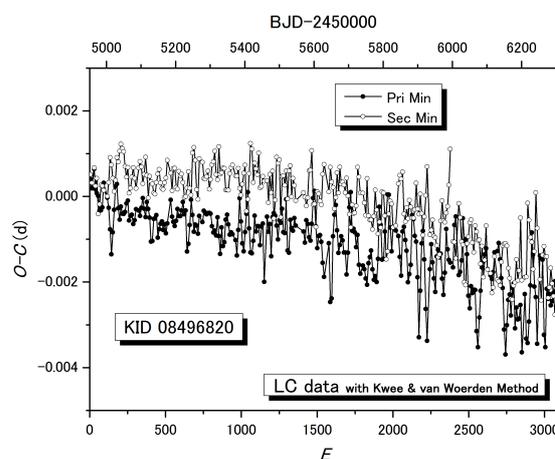


図 13 KID08496820 の極小時刻 $O-C$ 値の変動 (LC データ)。

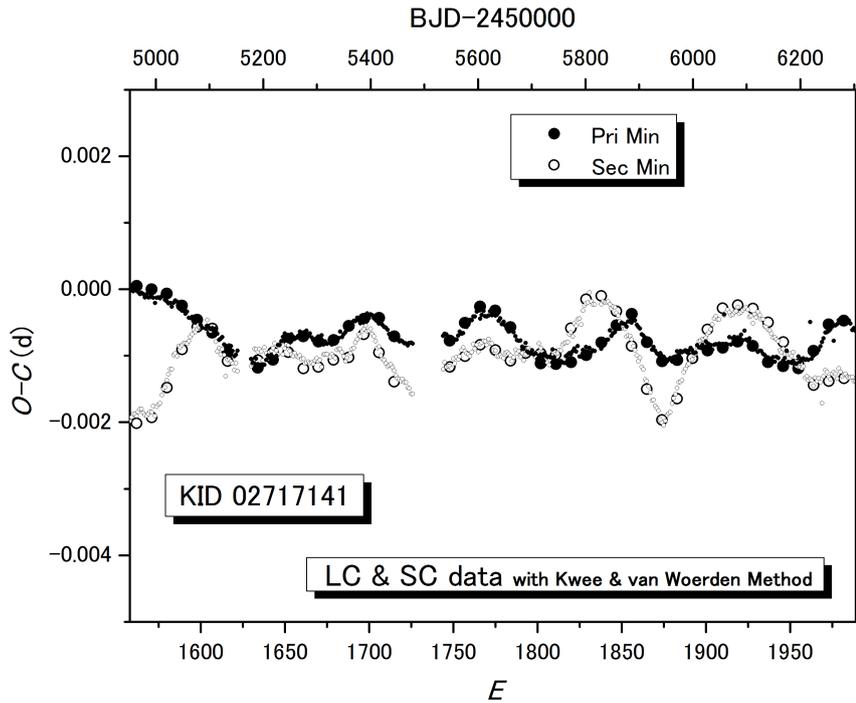


図 14 KID02717141 の極小時刻 $O - C$ 値の変動。小さい丸は SC データ。大きい丸は LC データ。

なお、図と図はともに、後半の時期に全体的に右下がりの傾向を示し始めており、この時期に公転周期減少を始めた可能性を示している。

6. おわりに

以上、Kepler 衛星の過去 4 年間の公開測光データの予備的な解析から、2 つの W UMa 型連星 KID02717141 と KID08496820 の光度曲線の変動と極小時刻 $O - C$ 値の変動について調べた。その結果、両星とも黒点の migration に起因すると思われる光度曲線の変動が見られること、極小時刻の $O - C$ 値も光度曲線の変動に伴って 0.001 日程度の振幅で振動していることが示された。

今後は、各 quarter 間の LC データの接続の問題を改善し、さらに多くの W UMa 型連星の光度曲線の変動と極小時刻 $O - C$ 値の変動について調べ、統計的な立場から、W UMa 型連星の表面活動の性質について探っていく予定である。

参考文献

- Chen, W. P., Kaushar Sanchawala, & Chiu, M. C., 2006, AJ, 131, 990
 Gies, D. R., Williams, S. J., Matson, R. A., Guo, Z., Thomas, S. M., Orosz, J. A., & Peters, G. J., 2012, AJ, 143, 137
 Hrivnak, B. J., Guinan, E. W., DeWarf, L. E., & Ribas, I., 2001, AJ, 121, 1084
 Pigulski, A., Pojmanski, G., Pilecki, B., & Szczygiel, D., 2009, Acta Astron., 59, 33
 Qian S.B., 2002, MNRAS, 342, 1260
 Rucinski, S. M., 1995, AJ, 109, 2690

Rocheポテンシャルと制限三体問題

千葉商科大学商経学部 渡辺憲昭(watanabe @ cuc.ac.jp)

272-8512 千葉県市川市国府台 1-3-1

1. Roche, Édouard Albert (1820.1017, Montpellier ~ 1883.4.18)

Rocheは、彼の生きていた時代には注意を引かなかったけれども、今日では天体物理学の分野において重要である研究によって知られている：

- ① 潮汐力を受けながら自転している密度一様な天体の平衡形状；
- ② 2天体系の重力場の幾何.

1873年12月29日, Roche はパリ科学アカデミー通信会員に選出された[1]. 亡くなる2日前には科学アカデミーの会員候補になったが, 選出されなかった[2]. この時アカデミー会員に選出されたのは Wolf であった.

Roche の生涯と業績に関しては[3]を参照.

2. Roche ポテンシャル

- P_0, P', P : 質点
- O : P_0, P' の重心
- m_0, m', m : P_0, P', P の質量
- P_0, P' は O の回りを等角速度 n' で円運動している
- $r' = a'$
- $X-Y$: O を原点とする慣性座標系
- $\xi-\eta$: P_0 を原点として $X-Y$ に平行な座標系
- $x-y$: P_0 を原点とする回転座標系

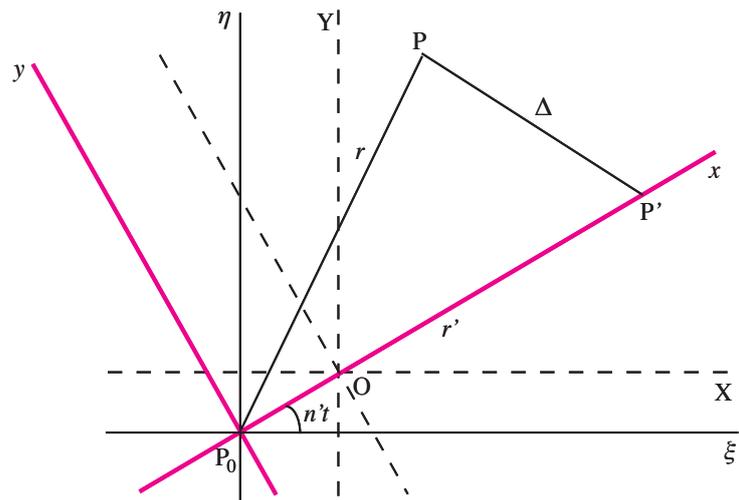


図1. 慣性座標系と回転座標系

このとき, P_0 を原点とする Roche ポテンシャルは[4, 5]

$$U = \frac{Gm_0}{r} + \frac{Gm'}{\Delta} + \frac{1}{2} n'^2 \{ (x - \mu a')^2 + y^2 \} \quad (1)$$

$$r^2 = x^2 + y^2 + z^2, \quad \Delta^2 = (x - a')^2 + y^2 + z^2$$

$$n'^2 a'^3 = G(m_0 + m'), \quad \mu = \frac{m'}{m_0 + m'}$$

図2は、 $n' = 1, a' = 1$ となるような時間の単位と長さの単位を取ったときの、等ポテンシャル曲線($z=0$)の例。

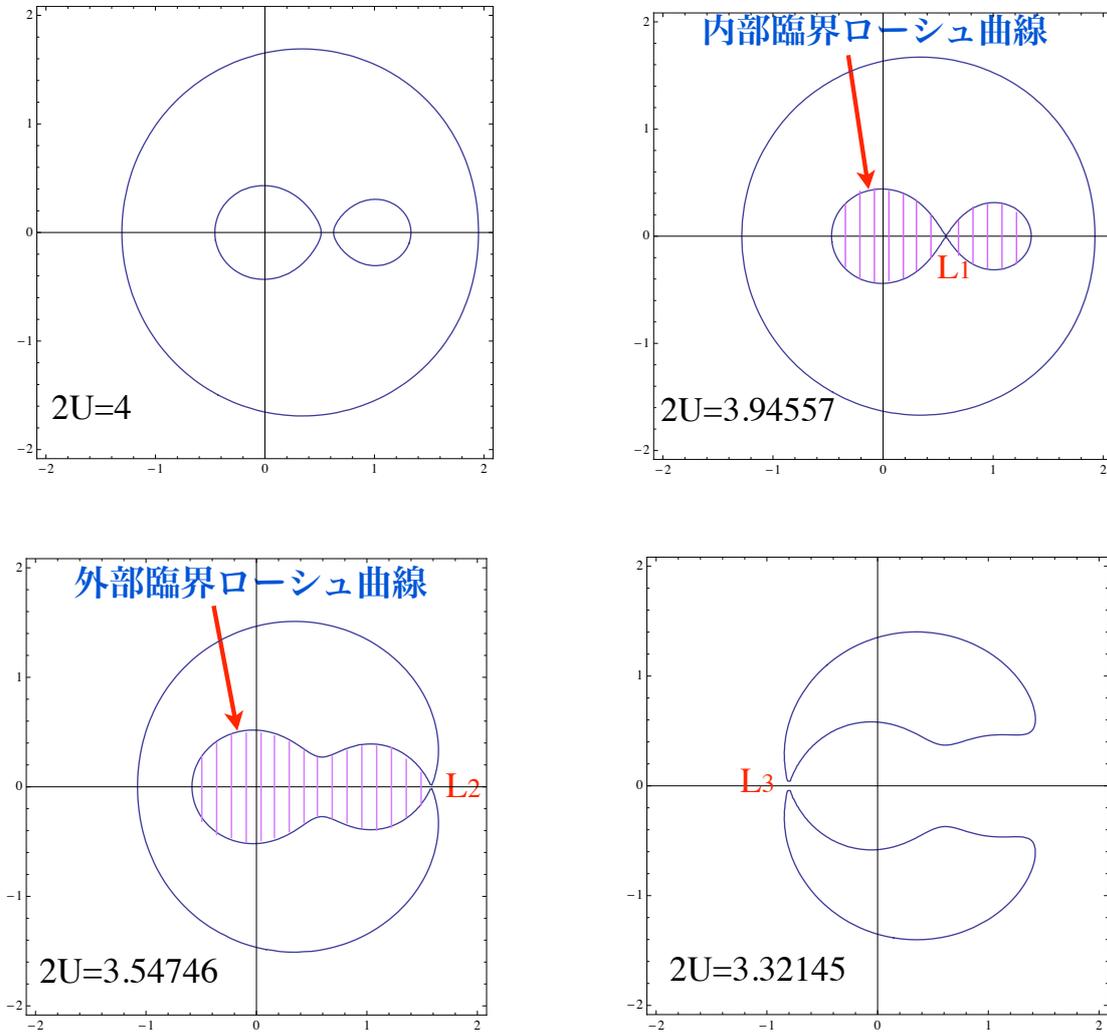


図2. $m_0 : m' = 2 : 1$ ($\mu=1/3$) の場合の等ポテンシャル曲線

Oを原点とした場合のRocheポテンシャルおよび連星系に関する説明に関しては[5, 6]を参照.

3. 三体問題の運動方程式

P_0 を原点とし $\overrightarrow{P_0 P_{\text{inert}}} = (\xi, \eta, \zeta)$, $\overrightarrow{P_0 P'_{\text{inert}}} = (\xi', \eta', \zeta')$ とする. このとき, P_0 に相

対的な P, P' の, 慣性系による運動方程式は[7]

$$\begin{aligned} \frac{d^2\xi}{dt^2} &= -G(m_0 + m)\frac{\xi}{r^3} - Gm' \left\{ \frac{\xi - \xi'}{\Delta^3} + \frac{\xi'}{r'^3} \right\}, \dots\dots \\ \frac{d^2\xi'}{dt^2} &= -G(m_0 + m')\frac{\xi'}{r'^3} - Gm \left\{ \frac{\xi' - \xi}{\Delta^3} + \frac{\xi}{r^3} \right\}, \dots\dots \end{aligned} \quad (2)$$

右辺第2項は摂動力. (2)式においてP₀が太陽, P, P'が惑星の時は惑星運動の方程式; P₀が地球, P'が太陽, Pが月の時は月運動の方程式; P₀が地球の中心, Pが地表面上の一点, P'が月または太陽の時, Pの運動方程式の右辺第2項は潮汐力(この時右辺第1項は重力加速度).

P, P' の摂動関数を

$$R = \frac{1}{\Delta} - \frac{\xi\xi' + \eta\eta' + \zeta\zeta'}{r'^3} = \frac{1}{\Delta} - \frac{\mathbf{r} \cdot \mathbf{r}'}{r'^3}, \quad R' = \frac{1}{\Delta} - \frac{\xi\xi' + \eta\eta' + \zeta\zeta'}{r^3} = \frac{1}{\Delta} - \frac{\mathbf{r} \cdot \mathbf{r}'}{r^3} \quad (3)$$

力の関数を

$$U = \frac{G(m_0 + m)}{r} + Gm'R, \quad U' = \frac{G(m_0 + m')}{r'} + GmR' \quad (4)$$

と置くと, P, P' の運動方程式はそれぞれ U, U' の微分によって与えられる.

4. 円制限三体問題

$m = 0$; P' は P₀ の回りを等角速度 n' で円運動; $r' = a'$; P' の軌道面 = 基準面 ($\zeta' = z' = 0$). このとき P の, 慣性系による力の関数は

$$U = \frac{Gm_0}{r} + Gm' \left\{ \frac{1}{\Delta} - \frac{\xi\xi' + \eta\eta'}{r'^3} \right\}; \quad n'^2 a'^2 = G(m_0 + m'); \quad \mu = \frac{m'}{m_0 + m'} \quad (5)$$

回転系においては $\overrightarrow{P_0 P_{\text{rot}}} = (x, y, z)$, $\overrightarrow{P_0 P'_{\text{rot}}} = (a', 0, 0)$ であるので, 回転系における力の関数は(5) U に遠心力のポテンシャルを付け加えて[7, 8]

$$\mathbf{U} = \frac{Gm_0}{r} + Gm' \left\{ \frac{1}{\Delta} - \frac{x}{a'^2} \right\} + \frac{n'^2}{2} (x^2 + y^2) \quad (6)$$

$$r^2 = x^2 + y^2 + z^2, \quad \Delta^2 = (x - a')^2 + y^2 + z^2 = r^2 - 2a'x + a'^2$$

$Gm' = n'^2 a'^3 \mu$ であるので, (1)と(6)は定数項を除いて同じ式である.

円制限三体問題の運動方程式は

$$\ddot{x} - 2n'\dot{y} = \frac{\partial \mathbf{U}}{\partial x}, \quad \ddot{y} + 2n'\dot{x} = \frac{\partial \mathbf{U}}{\partial y}, \quad \ddot{z} = \frac{\partial \mathbf{U}}{\partial z} \quad (7)$$

この運動方程式は Jacobi 積分と呼ばれる積分を持つ:

$$\dot{x}^2 + \dot{y}^2 + \dot{z}^2 = 2\mathbf{U} - C \geq 0 \quad (8)$$

速度がゼロの時の曲線(曲面)を零速度曲線(曲面)というが, Roche の等ポテンシャル曲線(曲面)と同じものである.

(7)の平衡点としては正三角形解と直線解がある. 直線解の計算方法に関しては[7, 8] 参照.

図3は $n' = 1, a' = 1$ としたときの地球近傍における零速度曲線($\mu = 3 \times 10^{-6}$).

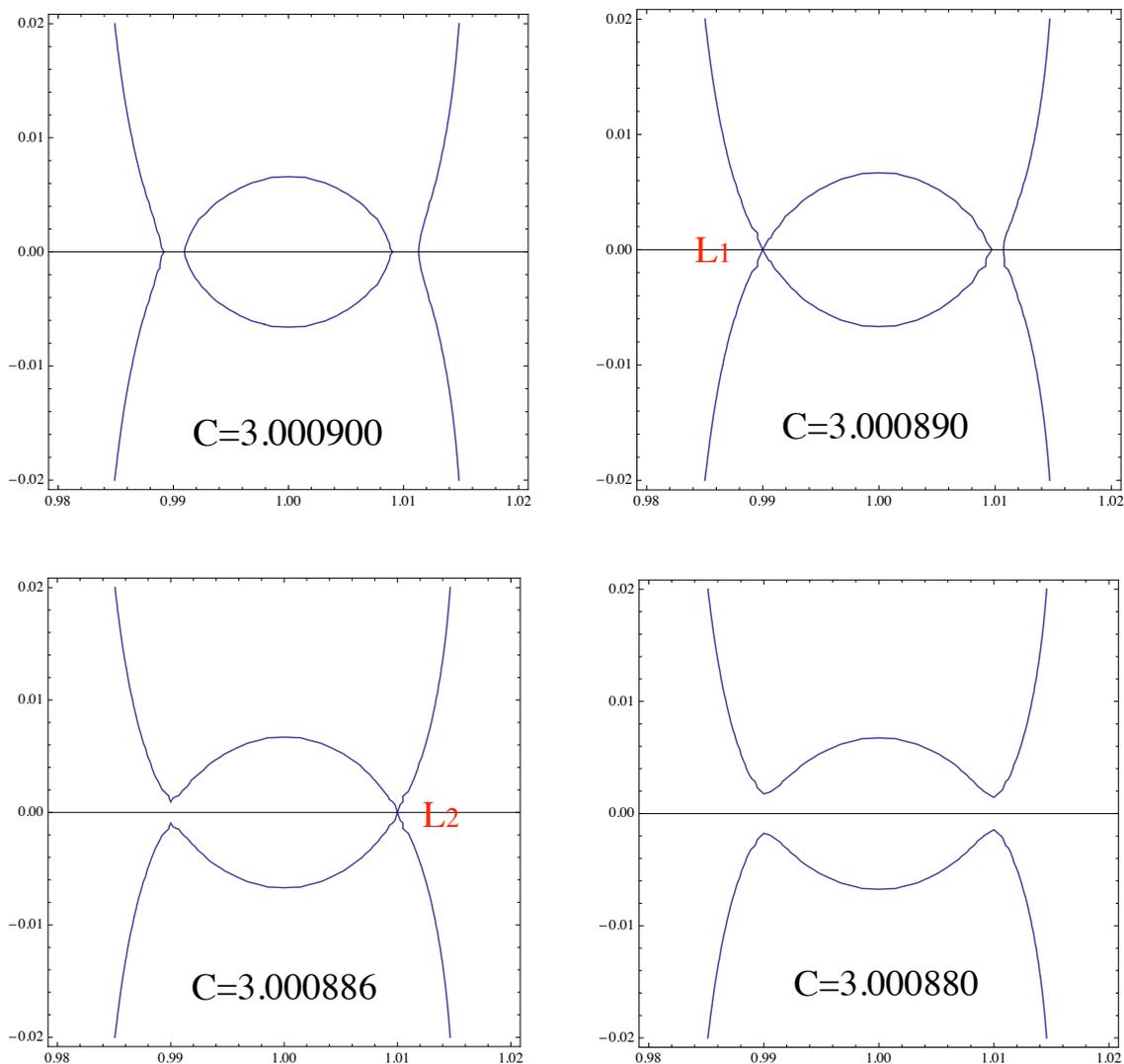


図3. 地球近傍における零速度曲線($\mu = 3 \times 10^{-6}$)

5. Hill ポテンシャル

P_0 : 惑星, P' : 太陽, P : 衛星とする. このときは $r \ll a'$. (6)において

$$\frac{1}{\Delta} - \frac{x}{a'^2} = \frac{1}{a'} + \frac{1}{2a'^3}(2x^2 - y^2 - z^2) + \dots$$

$1/a'$ の項を落として, $Gm' = n'^2 a'^3 \mu$ に注意すると

$$U = \frac{Gm_0}{r} + \mu \frac{n'^2}{2} (2x^2 - y^2 - z^2) + \frac{n'^2}{2} (x^2 + y^2) + \dots$$

ここで、 n' を一定にしたまま $a' \rightarrow \infty$ ($m' \rightarrow \infty$) とすると $\mu = 1$ となり

$$U_H = \frac{Gm_0}{r} + n'^2 \left(\frac{3}{2} x^2 - z^2 \right), \quad r^2 = x^2 + y^2 + z^2 \quad (8)$$

これは Hill が月運動を研究するために導いたポテンシャルである[7, 9].

平面の Hill 運動方程式は($z=0$)

$$\frac{d^2x}{dt^2} - 2n' \frac{dy}{dt} = \frac{\partial U_H}{\partial x} = -\frac{Gm_0}{r^3} x + 3n'^2 x, \quad \frac{d^2y}{dt^2} + 2n' \frac{dx}{dt} = \frac{\partial U_H}{\partial y} = -\frac{Gm_0}{r^3} y \quad (9)$$

この運動方程式の解を求めることを Hill の問題という. (9) も Jacobi 積分と呼ばれる積分を持つ:

$$\dot{x}^2 + \dot{y}^2 = 2U_H - C \geq 0$$

(9) の平衡点は x 軸上に 2 つある:

$$x = \pm \left(\frac{Gm_0}{3n'^2} \right)^{1/3}, \quad y = 0$$

原点から平衡点までの距離を Hill 半径という:

$$r_H \equiv \left(\frac{Gm_0}{3n'^2} \right)^{1/3} = a' \left(\frac{m_0}{3(m_0 + m')} \right)^{1/3} = a_H \left(\frac{1}{3} \right)^{1/3}, \quad a_H^3 \equiv \frac{Gm_0}{n'^2} \quad (10)$$

a_H は Hill の問題における長さの単位.

図 4 は時間の単位および長さの単位としてそれぞれ $n' = 1$, $a_H = 1$ と置いた場合の零速度曲線. これは図 3 の地球近傍における零速度曲線とほぼ同じ曲線である.

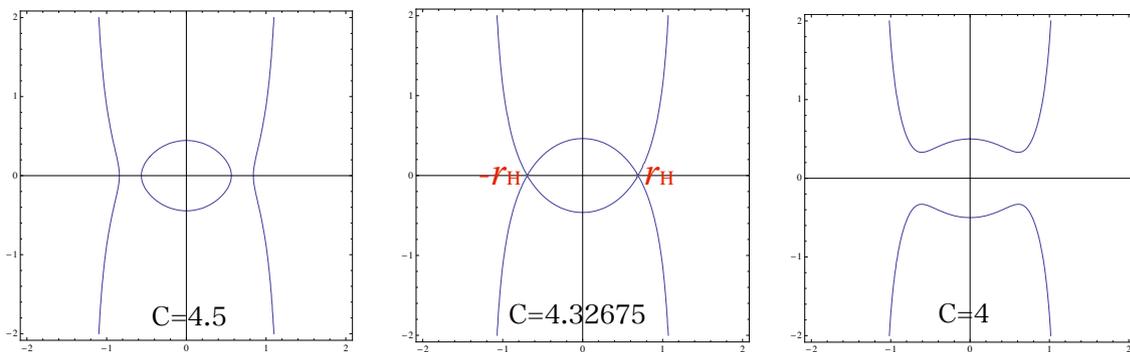


図 4. Hill の問題の零速度曲線

参考文献

- [1] <http://gallica.bnf.fr/ark:/12148/bpt6k3034n/f1520.image>

- [2] <http://gallica.bnf.fr/ark:/12148/bpt6k3052k/f1116.image>
- [3] http://www.academie-sciences.fr/activite/archive/dossiers/Roche/Roche_pdf/Roche_Boussinesq.pdf
- [4] Kopal, Zdeněk; "*The Roche Problem*", Kluwer Academic Publishers, 1989
- [5] 中村泰久; "連星", 磯部他編「天文の事典」朝倉書店, 2003
- [6] Hameury, Jean-Marie; "*Géométrie de Roche*", in "*Etoiles Doubles*", Ecole CNRS de Goutelas XXIII(2000), Edité par D. Egret, J.-L. Halbwachs et J. M. Hameury
- [7] Murray, C.D. & Dermott, S.F. : "*Solar System Dynamics*", Cambridge University Press, 1999
- [8] Szebehely, Victor; "*Theory of Orbits*", Academic Press, 1967
- [9] Hill, G.W. : "*On the part of the motion of the lunar perigee which is a fraction of the mean motions of the sun and moon*", Acta Math. **8**, 1 (1886) = Collected Mathematical Works of G. W. Hill, Vol. 1, p. 243, Carnegie Inst. of Wash., Washington D.C., 1905

次世代重力波観測器のための初代星連星の進化計算

衣川 智弥 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

現在、世界初の重力波観測を目指し、KAGRA, Advanced LIGO, Advanced VIRGO といった重力波観測計画が動き出しており、重力波による天文学の幕開けが期待されている。重力波観測のメインターゲットになっているのは連星中性子星 (NS-NS)、中性子星ブラックホール連星 (NS-BH)、連星ブラックホール (BH-BH) といったコンパクト連星である。コンパクト連星は重力波を発生してエネルギーを失いながら近づきあい、連星合体を起こす。合体時にも強い重力波を放出することが理論的に予測されている。これらの連星合体率は、連星中性子星については宇宙年齢以内に合体を起こすパルサーの観測結果と、パルサーの分布のモデルを用いて見積もることができる。しかし、中性子星ブラックホール連星や連星ブラックホールについては観測結果がないので、同様の方法で合体率を調べることはできない。そこで、重要となってくるのが連星の進化計算を用いた連星合体率の見積もりである。連星進化を主系列時から追い、どのように進化していくかをモンテカルロシミュレーションで計算し、その統計を取ることで直接観測できない連星ブラックホール等についても合体率を見積もることができる。宇宙年齢以内に合体するパルサーの観測例は少なく、連星中性子星についても星の進化計算から合体率を見積もることは重要である。コンパクト連星が合体するタイムスケールは、数億年のものから宇宙年齢以上のものまであり、非常に長い。そこで、本研究では宇宙で最初に行える星である初代星 (Pop III) 起源のコンパクト連星に着目し、初代星起源の連星がどれだけコンパクト連星に成りうるのかについて研究を行った。

1 Introduction

一般相対論から理論的に予言される重要な現象として重力波が存在する。重力波の検出は、一般相対論の検証をはじめとした、強重力場での現象を見る観測手段として非常に重要である。しかし、観測的には、Hulse&Taylor により 1974 年に発見された連星中性子星の長年の観測から間接的に示されているのみで、いまだ直接観測には至っていない。今現在稼働している重力波検出器としてアメリカの LIGO が存在する。LIGO でも未だに重力波は観測されていない。日本では現在、重力波検出のために大型レーザー干渉計 KAGRA が建設されており、2018 年から本格的に観測が始まる。日本以外でもアメリカでは Advanced LIGO、ヨーロッパでは Advanced VIRGO という計画が動いている。これらを第二世代検出器と呼び、観測範囲は ~ 200 Mpc、連星中性子星合体のイベントレートは ~ 10 events/yr となる。これら第二世代検出器が動き出せば重力波は検出されると期待されている。

さらに地上観測の将来計画として第三世代検出器の Einstein Telescope が計画されている。これは NS-NS 連星合体に対する観測範囲が ~ 3 Gpc となり非常に遠くからの重力波を観測することができる。日本でも衛星により宇宙論的距離からの重力波を観測する計画が考えられており、重力波検出衛星 DECIGO という (?)。DECIGO では赤方偏位 $z \sim 1$ (~ 3 Gpc) からの BH-BH ($\sim 10^3 M_\odot$) の連星合体の重力波や NS-BH ($\sim 10 M_\odot$) や NS-NS の合体する前に放射する重力波を観測することができる (?)。これらの検出器の稼働が実現されれば、より宇宙論的な距離にあるコンパクト連星から放射される重力波を観測することができると考えられる。したがって、初代星起源のコンパクト連星も観測のターゲットに為りえる。検出に適した重力波観測器を設計するためには、観測範囲内で重力波がどの程度観測できるかをイベントレートを算出することで前もって評価する必要がある。特に、NS-BH、BH-BH については観測例がなく、理論的な見積りでしかイベントレートを算出する

ことはできない。本研究では、初代星の進化計算をもとに連星進化を計算することによって、形成されるコンパクト連星の種類、数、合体のイベントレートを出すことを目的としている。

2 Methods

連星の進化をおうために、まず単独星の進化を追う必要がある。連星を構成する、主星、伴星の各々の星の進化をといた上で、各タイムステップ毎に連星間相互作用を起こすか否かを判定し、相互作用を起こす場合は相互作用によって軌道、各々の星の質量などを変化させ、再び各々の星の進化を解いていく。本研究では単独星の進化を計算する際に、星の進化を基礎方程式から直に計算するのではなく、星の進化計算結果を再現する fitting 公式を用いることで、単独星の進化計算を簡略化している。なぜ、Fitting 公式を使うかという点、大量の星について、その統計的な振る舞いを調べる場合、各々の星について基礎方程式から星の進化を追うことは無理なため、Fitting 公式が必要となるからである。最近の研究によって、初代星の典型的な質量は数 $10 M_{\odot}$ ということが分かっている。よって、進化計算をもとに、 $10M_{\odot} \leq M \leq 100M_{\odot}$ の初代星の進化を、初期質量と生まれてからの時刻を変数として表すことのできる Fitting 公式を作り、この Fitting 公式を用いて、既存の連星進化の計算コードを初代星にも適用できるように独自に拡張した。

2.1 初代星の特徴

初代星の HR 図は図 1 のようになる。初代星の進化の特徴は、半径が小さいこく、巨星状態も青色巨星として進化していき、 $50M_{\odot}$ 以上にならない限り、外層が対流優勢にならず、輻射優勢のまま進化していくことと、恒星風による質量損失がないことである。初代星の誕生直後は重元素がないため、CNO-cycle で燃えることができず、pp-chain で星を支えている。しかし、pp-chain はエネルギー生成率の温度依存性が小さいため、星を支えるためにはコアが高温となる必要がある。コアが高温となりヘリウムが燃えることで炭素が生成された後に CNO-cycle が起こるが、

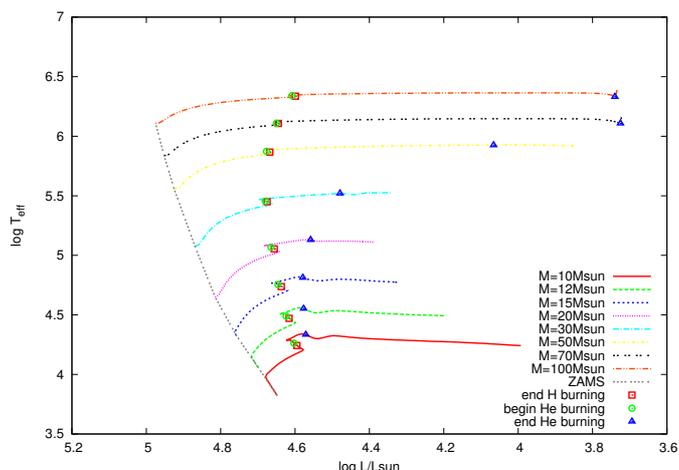


図 1: Zero metallicity stellar track in the HR diagram (Marigo et al. 2001). The each line describes stellar evolution at each initial mass. The grey line means zero age main sequence line. The box points, the cube points and the triangle points denote end of H burning, beginning of He burning and end of He burning.

コアの高温は維持されたまま進化していき、水素燃焼が終了後、すぐにヘリウム燃焼に移行するため、半径が小さく、青色巨星として進化していく。そして、重元素がないため、opacity が小さく、輻射圧が効かないため恒星風を受けずに質量放出がない。

2.2 連星の初期値

連星の進化を解く際には、連星が誕生したときの初期値を与える必要がある。ここでは連星の各々の星が水素燃焼を開始した時を連星が誕生した瞬間とした。連星誕生時の主星の質量、主星と伴星の質量比、軌道長半径、離心率が連星を解く上で必要な初期値となる。

2.3 連星間相互作用

連星間相互作用については、本研究では潮汐、重力波による軌道の変化、連星間の質量交換、共通外層、超新星爆発による連星の解体について本計算では取り入れている。初代星の磁場についてはまだど

の程度かわかっていないので、磁場による軌道変化の寄与は取り入れていない。

2.3.1 潮汐

主星の形状は伴星の潮汐力により楕円形に歪む。潮汐による非軸対称な歪みのせいでトルクが生じ、主星の自転と公転の間で角運動量のやり取りが生じる。この際、公転の角速度が自転の角速度を上回っている場合、公転から自転への角運動量輸送が行われる。逆に、自転の角速度が公転の角速度を上回っているときは、自転から公転への角運動量輸送が起こる。

2.3.2 質量交換

星が進化していくにつれ、星の半径は膨張していく。その際に、星の外層が膨らみすぎて伴星の重力圏にとらわれると、星から伴星への質量が流れ込む。この現象を質量交換という。半径膨張がはげしすぎず、質量交換が安定な場合、星の外層は伴星の重力圏に囚われた分だけ、伴星へと降着していく。質量交換が起こると、二つの星の質量が変わり、質量比が変わることで軌道長半径や離心率も変化していく。

2.3.3 共通外層

主星の半径膨張が激しく、質量交換が不安定な場合、共通外層状態となる。共通外層状態とは、主星の半径が大きくなりすぎて、伴星が主星の外層内に突入してしまう状態のことを言う。質量交換が不安定になる場合は主星の外層が対流層になっている場合と、質量比が極端な連星間で質量交換が起き、質量比が1に近づくことで軌道長半径が急激に縮まる時である。共通外層状態になると、主星の外層と伴星とのあいだの摩擦で公転の軌道エネルギーは散逸し、エネルギーを得た主星の外層は連星系外へと吹き飛ばされる。そして、共通外層状態後には軌道エネルギーの減少と主星の外層の消失により、主星のコアと伴星による近接連星が残る。

2.3.4 超新星爆発による寄与

連星内で超新星爆発が起こった際には超新星爆発による質量放出により連星内の質量と軌道が変化し、時には乖離する。主星が超新星爆発を起こしたとすると、主星の中心には中性子星かブラックホールが残り、外層は吹き飛ばされる。質量放出により、連星の総質量が減ることで連星系内での脱出速度は小さくなる。しかし、主星中心のコンパクトオブジェクトとなる部分は爆発前と同じ速度で公転している。公転速度と脱出速度を比べて、公転速度の方が大きい場合、連星は解体してしまう。

2.3.5 重力波

連星は一般相対論の効果によって重力波を放出する。重力波放出により軌道エネルギーを失い、軌道長半径が小さくなっていき、最終的に連星合体を起こす。重力波によって連星合体を起こすまでのタイムスケールは次の式となる。

$$t_{\text{GW}} = \frac{5}{256} \frac{c^5}{G^3 M_1 M_2 (M_1 + M_2)} a_0^4 \quad (1)$$

となる。 t_{GW} は軌道長半径 a の4乗に比例するので、コンパクト連星が重力波によってどの程度の時間で連星合体を起こすかは軌道長半径に大きく依存する。

3 Results

本研究において 10^6 個の連星について進化計算を行った。比較のために金属量が太陽と同程度の星 (Pop I) についても計算を行った。計算モデルとコンパクト連星の形成数を表 1、2 に記す。

表 2 より、初代星連星では BH-BH が形成されやすく、NS-BH、BH-BH が形成されにくいことがわかる。原因は初代星の半径が小さく、連星間相互作用を起こしにくいことにある。特に巨星時の外層が輻射優勢なため共通外層になりやすく、超新星前に外層を吹き飛ばすことができない場合が多い。そのため、超新星時に連星が解体しやすい。しかし、質量損失がない分、大質量の BH-BH が多く形成される。重力波の観測範囲は質量のおよそ $5/6$ 乗に比例する

表 1: Calculated models

model	Population	IMF	primary mass range	secondary mass range
1	III	Salpeter	$10 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$10 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$
2	III	Flat	$10 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$10 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$
3	I	Salpeter	$10 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$10 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$
4	I	Salpeter	$1 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$0.5 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$

表 2: The number of compact binary which merge in 15 Gyrs

	NSNS	NSBH	BHBH
model 1	407	20	28935
model 2	106	26	131273
model 3	27188	3201	4277
model 4	906	119	165

ため、遠方からの重力波源として初代星連星は期待できる可能性がある。

Reference

- [1] Belczynski, K., Kalogera, V., & Bulik, T. 2002, ApJ, 572, 407
- [2] Belczynski, K., Bulik, T., & Rudak, B. 2004, ApJL, 608, L45
- [3] Bromm, V., Coppi, P. S., & Larson, R. B. 2002, ApJ, 564, 23
- [4] Hurley, J. R., Pols, O. R., & Tout, C. A. 2000, MNRAS, 315, 543
- [5] Hurley, J. R., Tout, C. A., & Pols, O. R. 2002, MNRAS, 329, 897
- [6] Marigo, P., Girardi, L., Chiosi, C., & Wood, P. R. 2001, A&A, 371, 152

連星進化研究の到達点と課題 ～連星屋の立場から～

元福島大学 中村泰久

1. はじめに

21世紀最初の連星系変光星ワークショップが、2001年12月8-9日という日程で岡山理科大で開催されたが、その際に、世話人より、“何かわかりやすいレビューを”との依頼があり、結局みずから「最近の連星進化研究の現状」として報告を行った（集録にはなし）。

その際の問題意識も今回とほぼ同様で、“連星屋”としての立場での考えを紹介した。すなわち、

- ・初期パラメータの組み合わせで、その後の進化系列を整理したい、
- ・多様な連星系をこの系列に位置付けたい

ということである。

また、そのときの結論は

- ・ともかく slow phase (or non-active phase) of publication に
- ・結局、何がわかってきたのか ⇒ よくわからない。breakthroughまだ。
- ・しかし、やや新しい兆候か。

などであった。

今回は、したがって、「その後の展開を追う」ということになる。

2. 今回の報告について

“連星屋の立場”としてということをやや具体的にいうと、初期パラメータの組み合わせ、すなわち

$M_{10}, X_{i0}, \tau_1, \omega_1, B_1,$

$M_{20}, X_{j0}, \tau_2, \omega_2, B_2,$

A_0 (or P_0)

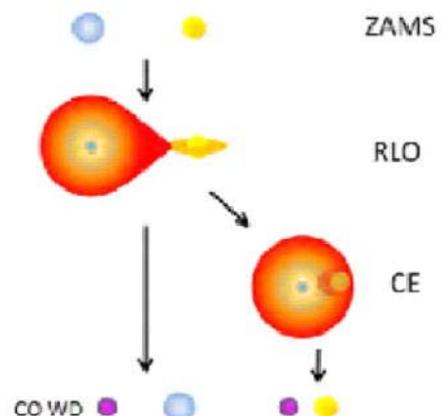
によって、さまざまな連星系をつくり、その後の進化系列を整理する

ということである。

このような課題意識で、個人的関心に沿った、かなりざっくりした整理、評価をややスケッチ風に紹介する。

まず、今回の結論としても、前回に似たものがあるが、しかしこの間、種々の研究はかなり多くなされており、かつ、関連の国際会議も相当数行われてきている。さらに、個別系の論文にしても、進化との観点での記述が多いように感じている。

このような状況を作り出す一端は、たとえば、CEE (Common Envelope Evolution: 右図参照) について、この進化位相を、かなりのタイプの系がこれを経由して形成されると考えられているが、後述のように、幸か不幸かこれがほとんど未詳の状態、したがって、CEE後のパラメータだとして、かなり自由に(初期)パラメータを設定できる(している)、ということが挙げられよう。たとえば、Post CEE systems と考えられているIa型超新星の候補天体とか、コンパクト連星の合体に対応する天体などであって、これらが盛んに研究対象に取り上げられてきている。



3. 進化研究の状況

ここでは筆者独自の観点で研究を分類させてもらいつつ、関連する主たる研究例を紹介してみたい。

3-1) Massive Calculation

この名称は、大規模測光massive photometry に因んで勝手に大量の計算massive calculationを含む研究をそう呼ばせてもらうものである。

前回からの続きとして、まずは、

(1) 2001 S. Wellstein, N. Langer & H. Braun : A&A 369, 939

“Formation of contact in massive close binaries”

(2) 2001 Nelson, C. A. & Eggleton, P. P.: ApJ 552, 664

“A Complete Survey of Case A Binary Evolution with Comparison to Observed Algol-type Systems”

などが挙げられる。

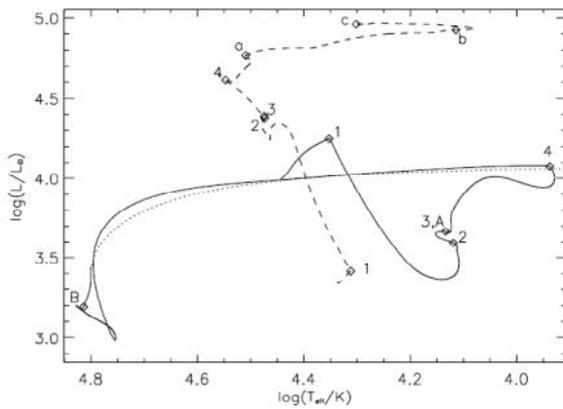
(1) 前者は、

$M_{1,0}=12 - 25 \text{ Mo}$; $M_{2,0}=6 - 24 \text{ Mo}$ の74系の Case A, early Case B 進化計算。

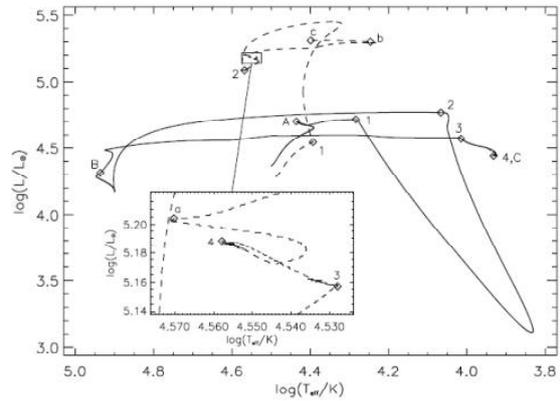
contact-free時は保存進化 (Conservative evolution) の仮定下で (ただし、恒星風によるmass lossは込み)。一方、接触時は一定 β (=主星からの放出質量のうち伴星が受け取る割合: $\beta=1$ であれば保存進化) 仮定で。

→ Contact/C-Freeの境目を調べた。

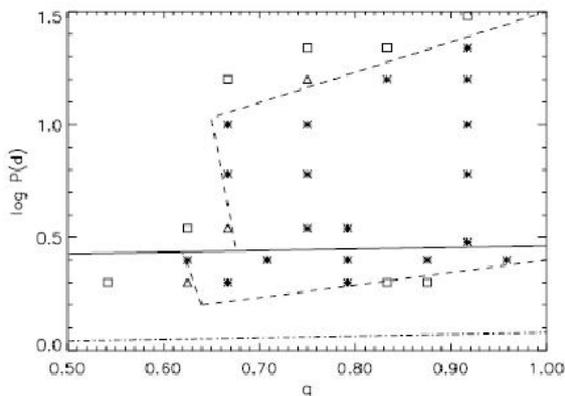
例: 2001 S. Wellstein et al.



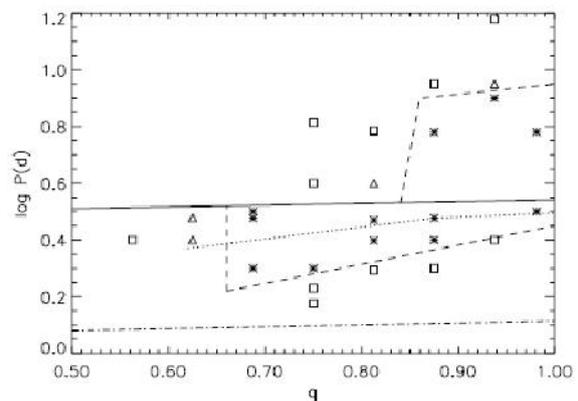
16+15 Mo case B



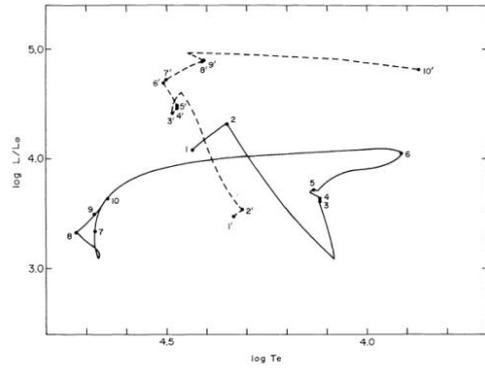
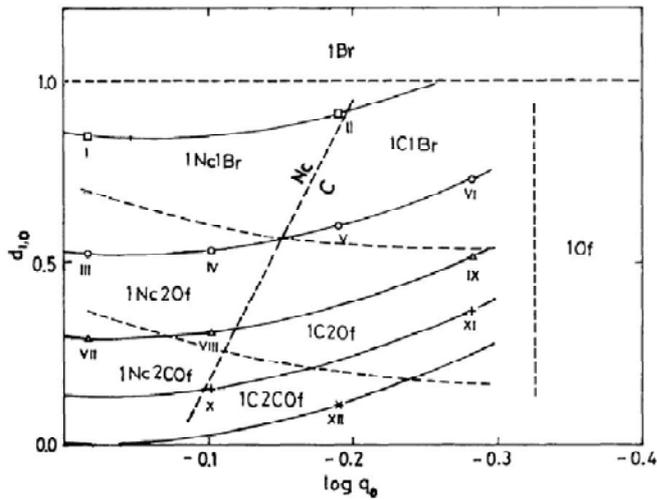
12+7.5 Mo case A



↑ 12 Mo primaries (*: Contact-free)



ちなみに、同じ問題意識として、Nakamura&Nakamura(1987)でも



12.8+8.0 Mo 1987 N&N

(2) 後者は、5500例についてCase A 進化を保存進化仮定で調べたもの。

$M_{1,0} = 0.8 - 50 \text{ Mo}$; $q_0 = 0.3 - 0.9$

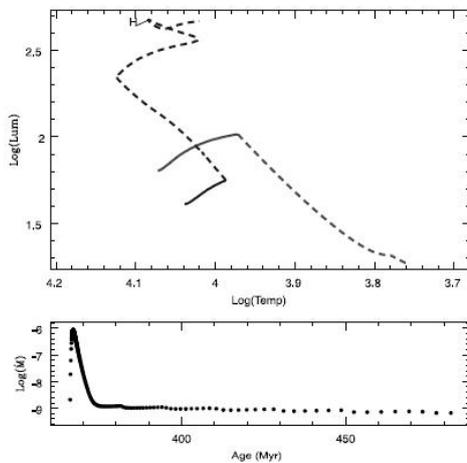
$\log (P_0/P_{\text{ZAMS}}) = 0.07 - 0.75$

→ 進化の様相を多数のサブクラスに分類している。

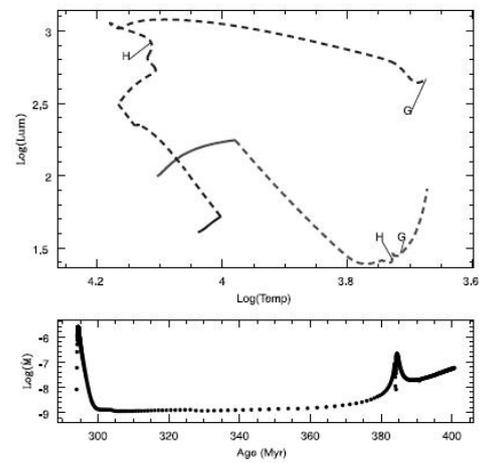
SUMMARY OF BINARY CLASSIFICATION SCHEME

Case	Defining Equations	End State *1	End State *2	End Geometry
AD.....	$\dot{M} > M/t_{\text{dyn}}$	M	M	Contact
AR.....	$\dot{M} > M/t_{\text{KH}}$; $t_{\text{contact}} - t_{\text{RLOF}}(*1) < 0.10 \times t_{\text{MS}}(*1)$	M	M	Contact
AS.....	$t_{\text{contact}} - t_{\text{RLOF}}(*1) > 0.10 \times t_{\text{MS}}(*1)$	M	M	Contact
AE.....	$t_{\text{H}}(*2) < t_{\text{H}}(*1)$	M	H	Contact
AG.....	$t_{\text{H}}(*1) < t_{\text{H}}(*2)$	G	H, G	Contact
AL.....	$t_{\text{RLOF}}(*2) < t_{\text{Cburn}}(*1)$	R, C	H, G	RLOF *2
AN.....	$t_{\text{Cburn}}(*1) < t_{\text{RLOF}}(*2)$	SNe	M, H, G	Detached

M: main-sequence
 H: Hertzsprung gap
 G: giant branch
 R: low-mass remnant
 C: high-mass remnant



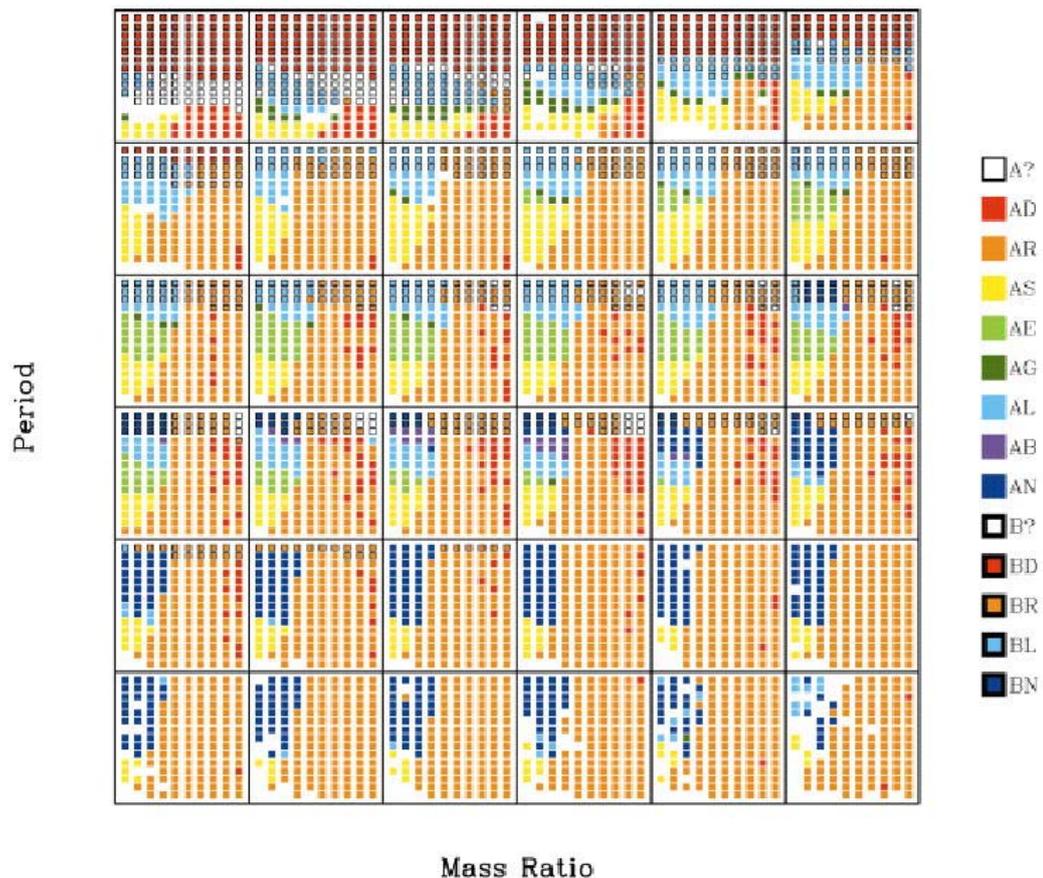
2.8+2.5Mo case AE



3.2+2.5Mo case AG

どのような初期パラメータの組み合わせが、どのようなサブクラスになるかを図示し

ている（下図参照）。



結果として, Sp: G0-B1, III-V の広範な生成系が得られている。

観測 ⇔ hot Algolsはcons. で基本的に説明可。

cool Algols はさらなるmass/ang. mom. lossを入れないと一致しないとしている。

(3) さらに,

•2000 Han, Z., Tout, C.A., Eggleton, P.P. : MNRAS.319..215

“Low- and intermediate-mass close binary evolution and the initial-final mass relation”

•2002 Chen, X., Han, Z.: MNRAS.335..948

“ - II. Non-conservative case with convective overshooting”

•2003 Chen, X., Han, Z.: MNRAS.341..662

“- III. Conservative case with convective overshooting and non-conservative case without overshooting”

では,

$M_1 = 1 \sim 8 \text{ Mo}$; $q = 0.25 \sim 0.9$

150 計算例 for Pop I binary ; case A and early case B

RLOF (Roche-Lobe OverFlow) は conservative or 50% lossの仮定下で。

→ remnant mass, final mass ratioを調べた。

(4) 2007 S.E. de Mink, O.R. Pols, R.W. Hilditch : A&A 467, 1181

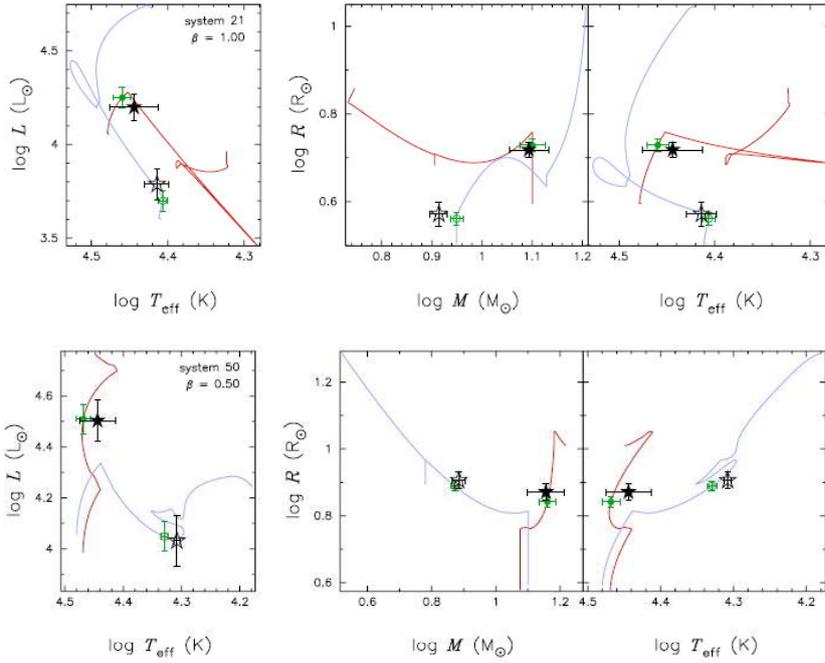
“Efficiency of mass transfer in massive binaries test from double-lined eclipsing binaries in SMC”

20,000例について進化計算 (const. β で)

$M_{1,0} = 3.5 \sim 35 \text{ Mo}$; $P_0 = 1 \sim 5 \text{ 日}$

50系の二重線連星 (in SMC : 60%がslow mass transfer中) のデータと比較

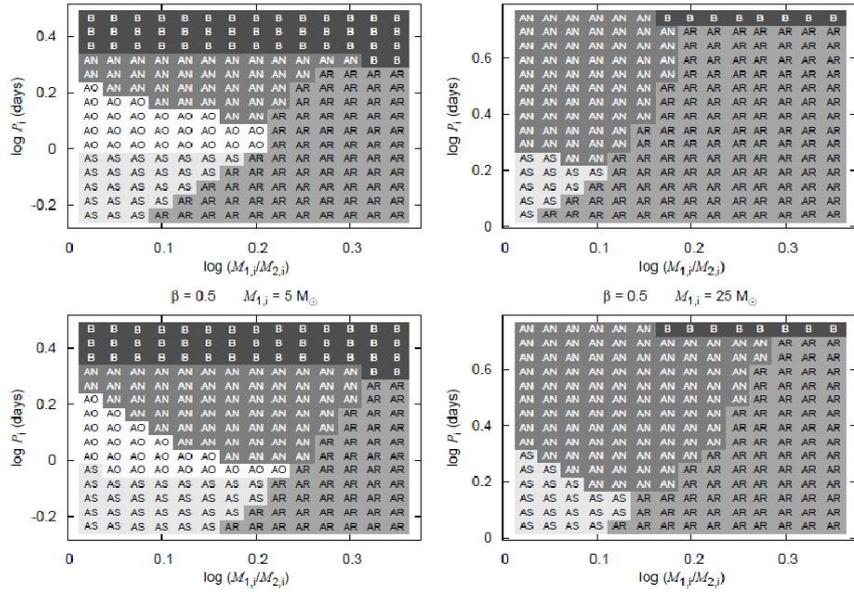
計算例：



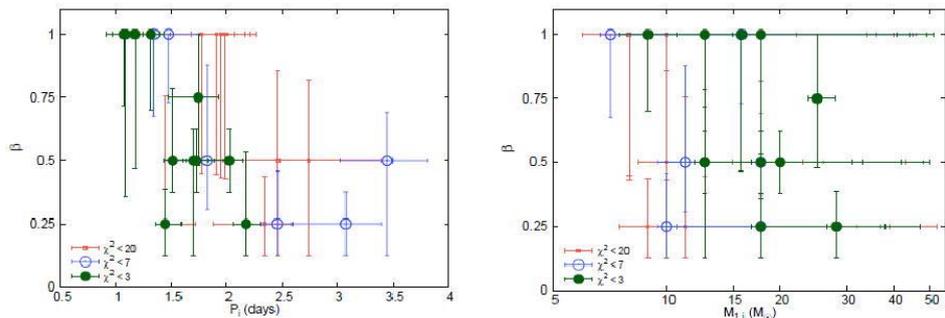
12.4+8.2Mo case A

14.3+7.7Mo case A
($\beta=0.5$)

*結果のまとめ：下記のように、初期パラメータの組み合わせでの進化様相を整理。これと観測データとの比較により、どの系に対してはどのような β の値が最適であるかを調べている（下の方の図）。



β の値に対しては：



3-2) BPS (Binary Population Synthesis)の研究

BPS : Binary Population Synthesis

- for population synthesis of binary stars ある特定の対象グループとの比較計算を簡略化/関係式処理のもとで無数の進化例を求めるもの。

たとえば,

- 2002 Hurley, J.R., Tout, C.A., Pols, O.R : MNRAS 329, 897.
“Evolution of binary stars and the effect of tides on binary populations”
- 2013 Hernandez-Perez, F., Bruzual, G. : MNRAS 431, 2612.
“Revisiting binary stars in population synthesis models”
- 2010 Davis, P. J., Kolb, U., Willems, B. : MNRAS 403, 179.
“A comprehensive population synthesis study of post-common envelope binaries”

などであるが, この他にもかなりの研究例がある。

とくに, Scenario Machine なるものも紹介されている。

- 1996 Lipunov, V. M., Postnov, K. A., Prokhorov, M. E.: A&A, 310, 489.
“The Scenario Machine: restrictions on key parameters of binary evolution”
Monte-Carlo methodで初期パラメータを取っている。
- 2009 Lipunov, V. M. et al. : Astr. Rep. 53, 915.
“Description of the `Scenario Machine”

これらでは, たとえば,

$$\begin{cases} f(\log a) = \text{const}, \\ \max(10R_{\odot}, \text{RL}[M_1]) < a \leq 10^6 R_{\odot}; \end{cases} \quad (1)$$

$$f(M) = M_1^{-2.35}, \quad 0.1M_{\odot} < M_1 < 120M_{\odot}, \quad (2)$$

$$f(q) \sim q^{0.5}, \quad q = M_2/M_1 < 1; \quad (3)$$

などの経験式や, またMS phase のlifetimeに関しては

$$\begin{cases} 1.0 + 0.95 \frac{79}{m}, & m \geq 79.0, \\ 10^{3.9 - 3.8 \log m + \log^2 m}, & 79 > m \geq 10, \\ 2400m^{-2.16}, & 10 > m \geq 2.3, \\ 10^4 m^{-3.5}, & m < 2.3, \end{cases} \quad (6)$$

MS phase radiusに対しては

$$r = \begin{cases} 10^{0.66 \log m + 0.05}, & m > 1.12, \\ m, & m \leq 1.2, \end{cases} \quad (7)$$

等々の近似式を適用して, 計算量を大幅に減らすものである。

3-3) そして, CEE

CE (Common Envelope : 共通包皮) とは, いくつかの経路を経て, この状態が不可避形成されると考えられているもので, 基本的に同期回転すると考えられている接触系 Contact systems の共通外層とは違い, このCommon Envelopeは差動回転すると考えられる (でないと, L₂点を超えて系外への質量放出となってしまう)。

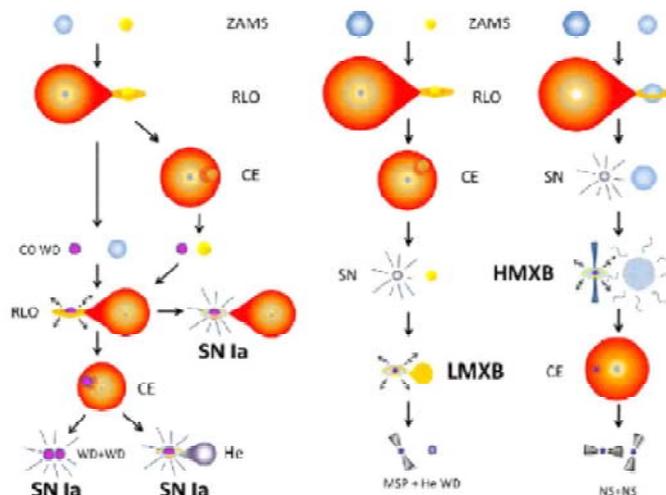
この差動回転により, 必然的に energy dissipationが起こり, かなりのmass & ang. momentum loss が引き起こされると想定されている。

この時期はたぶん short-lived phaseであるとも考えられている。

これは, 実際に観測される系では小スケールの連星系多い。これはたどってきた進化過程において相当量の mass/ang. mom loss があつたとしなくてはならないからである。実際,

Type Ia SN progenitors
 X-ray binaries
 double neutron stars
 などにおいては、このようなcompact comp. 系の初期系は1 オーダー以上大きかったと
 考えられている。

どのように入るのかの例：



◇CEEの扱いについて：このように重要な位置を占めるCEE (Common Envelope Evolution)であるが、この時期に何がどのように起こるのかについて、共通理解ができていないとはとても言えない。これらについての研究は、いま盛んに行われようとしており、R. Webbink, R. E. Taamらが主導している。

扱い例：

- 2008 Webbink, R. F.: ASSL..352..233
 “Common Envelope Evolution Redux”
- 2007 Beer, M.E. et al.MNRAS.375.1000
 “An alternative to common envelope evolution”
- 2010 Taam, R. E., Ricker, P. M. : New Astr. Rev. 54, 65
 “Common envelope evolution”
- 2011 De Marco, O. et al. MNRAS 411, 2277
 “On the α formalism for the common envelope interaction”
- 2009 Sytov, A. Yu. Et al.: Astr. Rep. .53, 223
 “The structure of the common envelope in a close binary system”

その他

扱いの基本として、efficiency parameter α_{CE} : 利用できる公転エネルギーのうち
 実際にenvelope ejection に使われる割合

$$E_{\text{bind}} = G \frac{m_1 m_{1,\text{env}}}{\lambda R_1}$$

$$\frac{m_1 m_{1,\text{env}}}{\lambda R_1} = \alpha_{CE} \left(-\frac{G m_1 m_2}{2a_i} + \frac{G m_{1,e} m_2}{2a_f} \right)$$

そして、角運動量にかんしては： γ

$$\frac{\Delta J_{\text{lost}}}{J_i} = \frac{J_i - J_f}{J_i} = \gamma \frac{m_{1,e}}{m_1 + m_2}$$

この α_{CE} , γ をどう見積もるかが一番のポイント。

- *盛んに研究がなされているが、とてもすぐに解明されるような課題ではない。
- *最新の状況：よいレビューが出た。

*2013 Ivanova, N.; and 19 coauthors : Astron. Ap. Review. 21, #59(83pp.)
 “Common envelope evolution: where we stand and how we can move forward”

これらに触れられている課題の例としては：

- * Energetics: 関連time scale (dynamical/thermal) とenergy sources-sinks
 radiative loss and internal storage
 nuclear energy input (from below and the surface)
 & accretion energy
- * Orbital energy loss → heat input, envelope outflow
- * どこでC E phaseは止まるか (止めるか), remnantの運命は
- * C E Eとtransient events
 かなりの光度増加の予測 ←これがかまえられるか
 V838 Mon, η Car 現象など?
 V1309 Sco ?

等々。

- * 一方, 流体力学的研究もかなり行われている。
 何がどのように起きるのか, 起きているのかについての重要な手がかりを与える
 のではないかという期待である。
 例として, 2012 Ricker, P. M., Taam, R. E.: ApJ 746, 71.
 “SAn AMR Study of the Common-envelope Phase of Binary Evolution”
 などの結果の一例を示す。

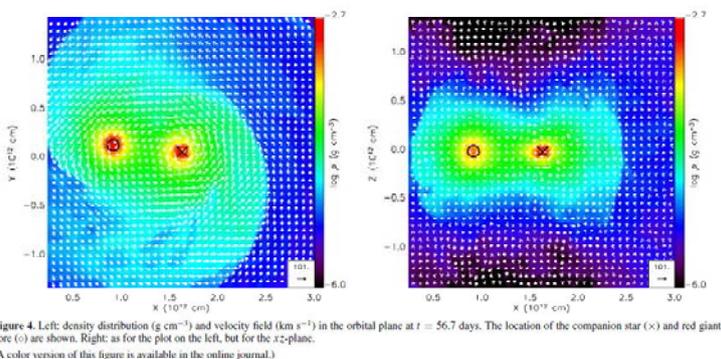


Figure 4. Left: density distribution (g cm^{-3}) and velocity field (km s^{-1}) in the orbital plane at $t = 56.7$ days. The location of the companion star (\times) and red giant core (\circ) are shown. Right: as for the plot on the left, but for the xy -plane. (A color version of this figure is available in the online journal.)

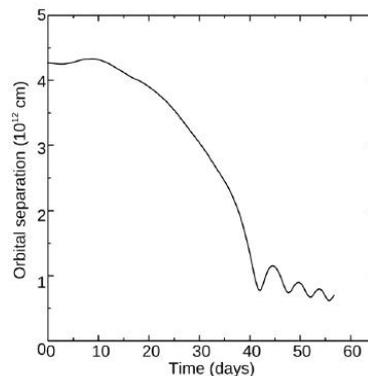


Figure 2. Orbital separation of the red giant and its companion as a function of time.

両星間間隔の減衰を示している
 計算例の図。

3-4) Mass/Ang. Mom. Loss等の扱いの工夫

従来扱われてきた non-conservative evolution の際には, 一定の損失率で進化する (定数の α , β) と近似されてきた。しかし, これは実態とあまりに乖離していると誰もが思っている。

そこで, 何とか「理屈」を作り上げ, 非(定数)パラメータ化したい・・・となった。
 たとえば・・・

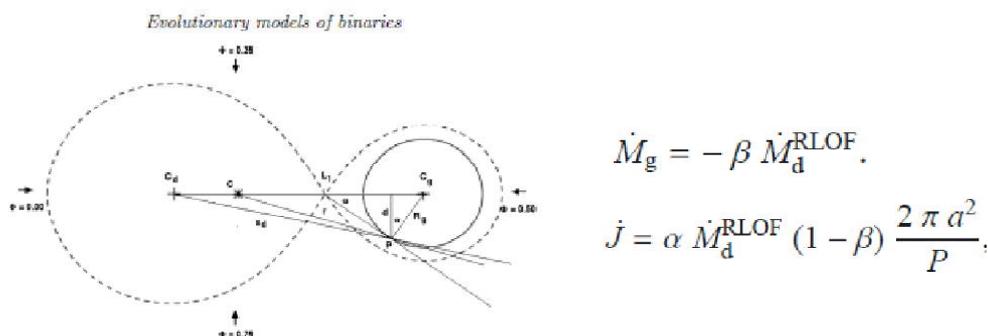
- 2008 van Rensbergen, W. et al. : A&A 487, 1129.
 “Spin-up and hot spots can drive mass out of a binary”
- 2007 van Rensbergen, W. et l. : ASP Conf. 362, 54.

“Evolution of Close Binaries with a B-type Primary at Birth”
 など。

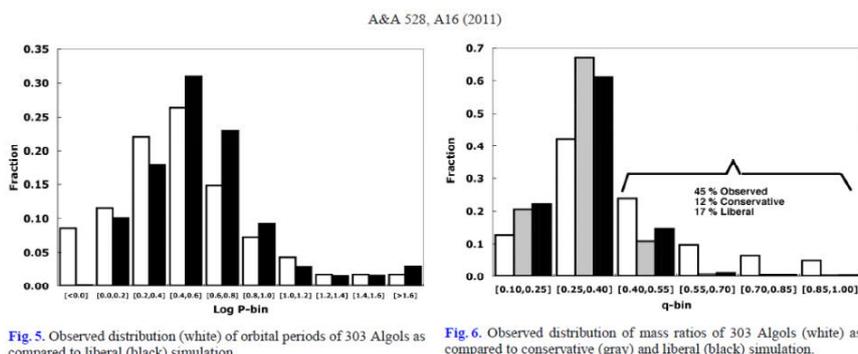
具体例としては、降着質量 (& 角運動量) を失う機構として

- spin-up of the gainer
- direct impactによるhot spot形成
radiation energy > binding energy
- stellar wind

を考え、これを下図のようなモデルに基づいて、その時点の系のパラメータと α , β を関連付けるものである。



結果例として、2011 Van Rensbergen et al.



上記扱いに基づく Case A 進化の計算結果と観測データとを比較しているもの。
 まだ分布が大きく合っていない。

違う例としては、

- 2010 Ge, H. et al. : ApJ. 717, 724
 “Adiabatic Mass Loss in Binary Stars. I. Computational Method”

donorのrapid mass lossをadiabatic expansionと仮定し、energy generation やheat flowを考えない：

$$\dot{M}_1 = -\frac{M_1}{\zeta_{\text{ad}} - \zeta_L} \left[\left(\frac{\partial \ln R_1}{\partial t} \right)_{M_1} - \left(\frac{\partial \ln R_L}{\partial t} \right)_{M_1} \right].$$

余分(?)なパラメータは減らしたい、という考えである。ただし、IIはまだ出ていない。

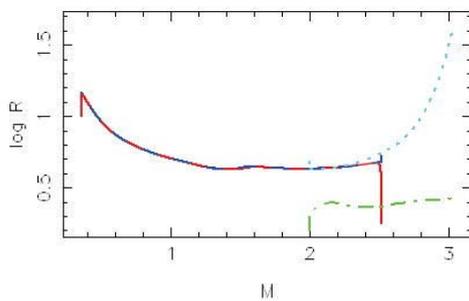
- *その他には、老いてなお盛んな P. Eggleton の新しい“歩みだし”について
 2010 Eggleton, P. P. : ASP Conf. 435, 151.

“Evolution of Very Close Binaries of Low Mass”

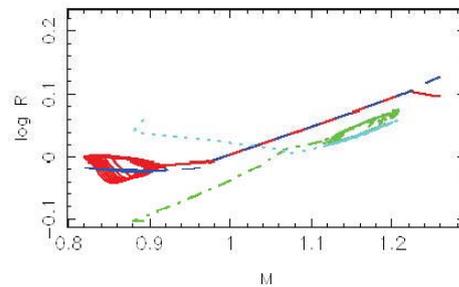
ここで彼は、小質量連星の進化に効くものとして下記のようなものを列挙している。
 そしてこれらはどれも同程度に大事なものと考えていて、これらをすべて入れ込んだ進化コードを作りつつあるとしている。

- (i) nuclear evolution (NE),
- (ii) Roche-Lobe overflow (RLOF),
- (iii) mass loss by stellar wind enhanced by rapid rotation (ML),
- (iv) tidal friction, which transfers rotation from stars to orbit and *vice versa* (TF)
- (v) orbital angular momentum loss by stellar wind, magnetic braking and tidal friction (MBTF),
- (vi) mass transfer in contact, potentially in either direction (MT), and
- (vii) heat transport from one component to the other during contact (HT).

I have developed an evolutionary code in which the two components are solved *simultaneously*, and subject in principle to all six of the processes in the first paragraph. All four morphological forms are achievable by the code, as the physics demands. The code is still preliminary, partly at least because of the difficulty of quantifying all six processes. I will illustrate some possibly peculiar evolutionary scenarios that can 数多くの進化パターンを求めている。計算結果の2例を示す。



2.5+2.0 Mo; P0=2.7d



1.25+0.9 Mo; P0=0.5d

相当複雑な進化経路などが示されている（とくに右側の図）。しかし、このような研究もまだ端緒的なものでしかない。

3-5) その他の扱えなかった問題

- ・晩期型接触型連星 W UMa-type systems

どのようにつくられ、どのように進化していくのか・・・長く長く続く論争
今の段階では、短周期の low-mass/intermediate-mass の系からの進化。しかし、Zero-age contact はないか。

TRO (thermal relaxation oscillation) 説は大方に対して概ね了解されている
／やがて合体へ
が、基本的には未解明。

- ・ Evolution of a system with two identical stars

4. おわりに：まとめと評価（感想）

Very complicated process CEE はともかくとしても・・・，
たとえば、上記 Eggleton (2010) などの試みに対して、

本当にそういうことで行くのか？という気は押さえられない。

“それが求められる breakthrough なのですか？”と問いたくなる。

とすれば、筆者が生きている間のスッキリはっても無理と思われ、今の段階の研究状況のまとめとしては・・・

「研究は進展すれども、ことはなんら解明されず」

連星系進化研究の道のり - 観測とのリンクにおける 連星グループの役割

杉本大一郎

恒星進化の計算で、速い質量交換を取扱うのに成功した丁度その頃、北村先生のグループが精力的に観測を展開していた。グループの方々との話し合いが、研究を進める上で、大いに役立った。特に中村さんとは、連名の論文まで書いた。

古い種族の新星について

加藤万里子 (慶応大学)

銀河系の古典新星と球状星団の古典新星

新星は連星系の中の白色矮星の表面で起こる爆発現象である。ほとんどの場合、伴星はロッシュ・ローブを満たす主系列星で、水素ガスが伴星から少しずつ白色矮星の上にふりつもり、そのガスの量がある臨界量をこえると、水素ガスの核燃焼が不安定になり、爆発が起きて明るく輝く。水素の外層は大きくふくれるので、光球温度が下がり、実視等級が上がる。光度がピークに達する前後から、はげしい質量放出が起こる。ガスは外へ出ていくが、ガスの密度が下がるために、光球面はピーク以後は、時間とともに内側に移動する。新星爆発が終るころには水素外層の大部分が失なわれる。水素の殻燃焼が終ると、星は暗くなり、新星爆発は終る。

図1には詳しく観測された銀河系の古典新星の光度曲線を示した。速い順に左から、very fast nova V1500 Cyg、fast nova V1668 Cyg、slow nova V723 Cas と V5558 Sgr の R 等級 (線で結ばれたデータ) と V 等級 (下側の点) である。距離と星間吸収は Hachisu & Kato (2013, ApJ submitted) を使い、絶対等級に直してプロットした。一般に速い新星ほど明るい。

古典新星の減光の速さは主に白色矮星の質量で決まり、質量が大きいほど速い新星、質量が小さいほど遅い新星となる。また、元素組成によっても速さが異なり、飛び散るガスの中に、炭素や酸素、ネオンなど白色矮星起源の重い元素が多いと速くなる。これまで種族 II の新星については Kato (1997, ApJS, 113,121) により、鉄が少ないと新星の光度曲線は遅くなることが報告されていたが、具体的な新星の光度曲線解析は行われてこなかった。最近系外銀河のサーベイ観測がすすみ、M31 や球状星団などいろいろな種族の新星が検出されている。それらの進展を考え、ここでは新星の速さの種族による違いについて報告する。

これまで球状星団に出た新星は5つ程度が知られている。新星は球状星団の明るさと同じ位に明るくなるので、球状星団が非常に明るい場合を除き、検出可能である。図1の右側にはこれまで新星が観測された球状星団の明るさを示す。V1500 Cyg のように明るければ、どの球状星団に出現しても検出は容易だろうが、遅い新星では検出限界がある。M31N 10-10f は M31 の球状星団 Bol 126 に出た新星で、球状星団よりわずかに明るいだけだが、球状星団の明るさが一定なので、それを全体の光度から引くことにより光度曲線が求められた (Henze et al. 2013, AAp,549,120)。この新星はピーク光度が V1668 Cyg とほぼ同じだが、減光はずっと速い。光度曲線解析により、V1668 Cyg は $0.95 M_{\odot}$ (Hachisu & Kato, 2006, ApJ, 167, 59)、M31N 10-10f は非常に重く $1.37 M_{\odot}$ (Kato et al, 2013, submitted to ApJ) である。

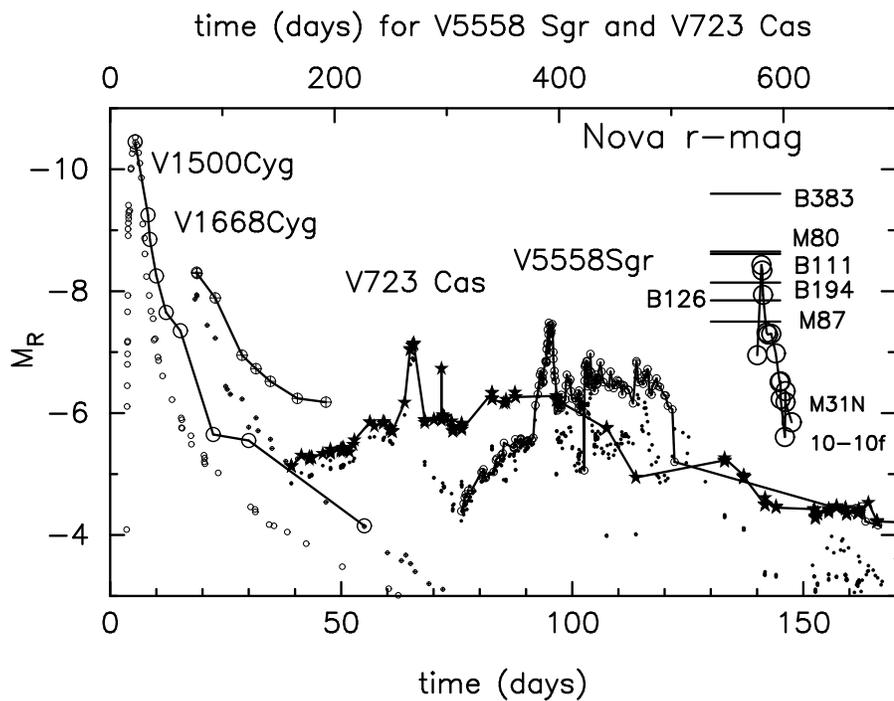


図 1: 古典新星の光度曲線。左から、非常に速い新星 V1500 Cyg (superbright nova)、速い新星 V1668 Cyg、遅い新星 V723 Cas と v5558 Sgr。線で結ばれたデータは R 等級で、それぞれの新星の下側にある点は V 等級。右側の水平線は球状星団の明るさ。○印は M31 の球状星団 (Bol 126) に出た新星 (M31N 10-10f) の R 等級の光度曲線 (Henze et al. 2013, 549, 120)。

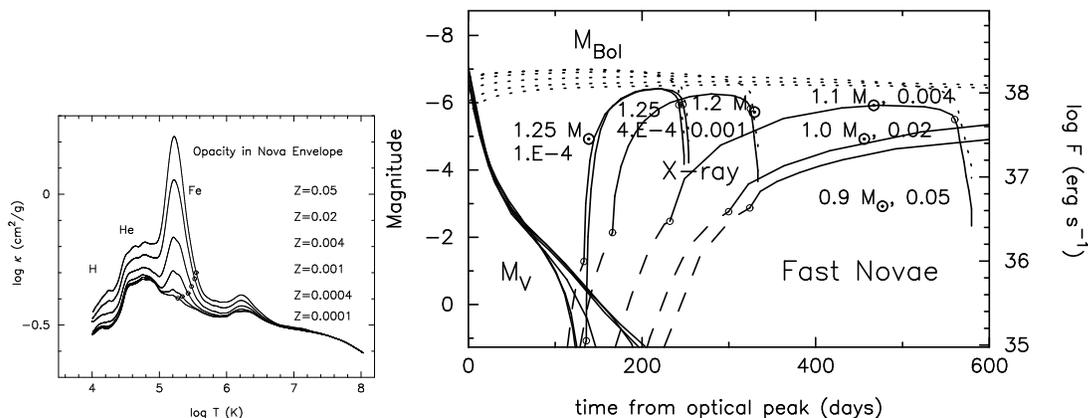


図 2: (左) 新星爆発で広がったガスの内部の吸収係数。右はじが白色矮星の表面、左はじが光球面。ガスの内部で吸収係数が大きくなっているところで、新星風の加速が起こる。水素、ヘリウム、鉄などの元素の電離領域で吸収係数が大きくなっている。(右) 速い新星の光度曲線の例。 Z が小さいと、新星はゆっくり減光するため、同じ減光速度をもつ (白色矮星質量、 Z) の組み合わせは、図のようになる。 Z が小さくなるほど、白色矮星の質量は重くなる。

新星の光度曲線と星の種族

新星風が起こる原因は、連続光による加速 (いわゆる continuum-driven) で、光球面の内側で起こる。白色矮星の表面で核反応により生成されたエネルギーフラックスが、光球にむかってガス中を流れる時、ところどころ流れにくい領域があり、そこで流れがせき止められる時にガスを加速する。図 2 左は、ガスを流れにくくする吸収係数を温度の関数として描いたもので、左端が光球、右端が白色矮星の表面 (=核融合が起きているところ) である。途中のある特定の温度範囲で、特定の元素が部分電離している領域があり、そこで光子を吸収するので吸収係数が大きくなっている。特に大きなピークは温度が 20 万度のところにある鉄の電離領域である。この大きなピークのところでガスが加速されるため、ガスは光球の内深くですでに最終速度に近い大きな速度まで加速される。

この大きなピークの高さは、種族により異なる。古い種族では鉄の含有量が少ないため、ピークは少ない。典型的な球状星団では (重元素量 $Z \sim 0.001$)、鉄のピークは非常に小さく、左隣のヘリウムの電離領域のピークと同じ程度である。したがって新星の光度曲線は遅くなる。図 2 右には速い新星の光度曲線を示した。銀河系 ($Z = 0.02$) では質量 $1M_{\odot}$ の白色矮星で起こる新星に対応する。 Z と白色矮星の質量をいろいろ変えて光度曲線を計算し、ほぼ同じ可視光の減光をもつものをプロットした。質量が小さいと、新星の光度曲線はゆっくりしているため、同じ減光速度をもつ (白色矮星質量、 Z) の組み合わせは、図のようになる。つまり Z が小さくなるほど、白色矮星の質量は重くなる。新星爆発の末期には、白色矮星の光球温度が高くなり、超軟 X 線が観測されるようになるが、その出始めの

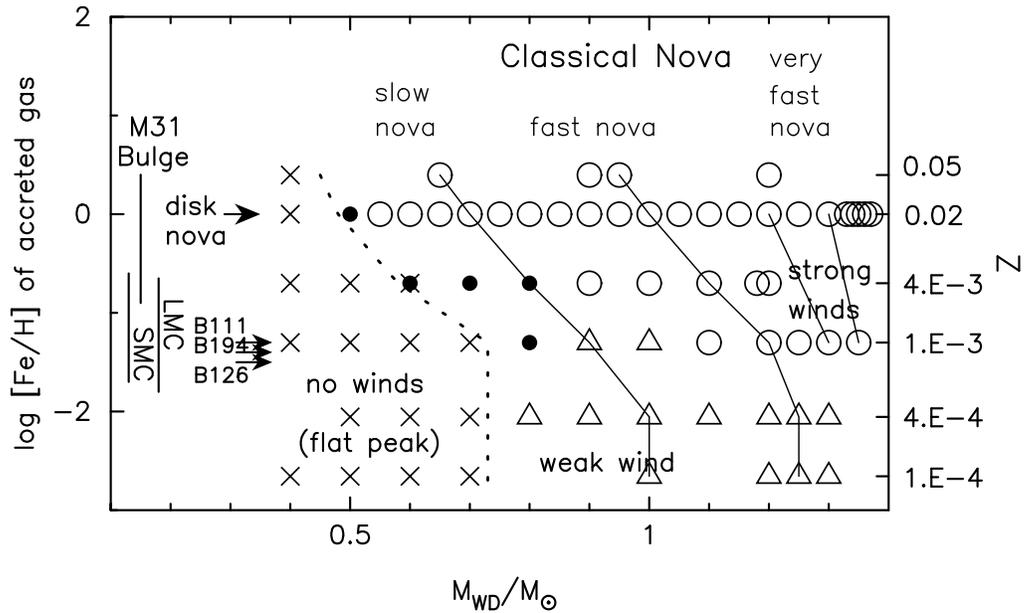


図 3: いろいろな重元素量に対する新星の違い。銀河面に出る古典新星は $Z = 0.02$ に対応する。おおむね、右側ほど速い新星に対応する。左の×印は新星風が起きない領域で、PU Vul のような極端にゆっくりした平たいピークをもつ新星に対応する。種族 II の新星では Z または $[\text{Fe}]$ が少なく、×印の領域が広い。△印の領域は、新星風が非常に弱いと予想される部分で、通常の新星が鉄の Opacity ピークで加速されるのに対し、ヘリウムの電離領域の Opacity ピークで加速される。実線で結んだ白色矮星がほぼ同じ可視光の光度曲線を示す。

時期(X線ターンオンタイム)は質量が大きいほど短いので、Zが小さいほど短い。

図3にはいろいろな重元素量に対する新星性質の違いを示した。銀河面に出る古典新星は $Z = 0.02$ に対応し、一般的には右側ほど速い新星となる。可視光の減光が同程度のものを実線で結んだ。これからZが小さい場合には、質量の大きな新星のみが速い新星となることがわかる。仮に白色矮星の質量分布が同じ場合、鉄の量が小さければ、遅い新星が多く、速い新星は少ないことが予想される。

これまで銀河系、M31、M87の球状星団で新星が観測されているが、どれもみな減光が速い。これらの球状星団の鉄の量が $Z = 0.001$ だとして図3をみると、×印と△印の領域が多く、速い新星に対応する白色矮星は非常に重いもの($> 1.1M_{\odot}$)に限定される。×印では新星風が起こらず、非常に遅く、つまり暗くて観測することが容易ではない天体に対応し、△印は、加速がヘリウムのopacity peakによるため、弱い新星風しか起こらず、通常古典新星のような明るい天体にはならないと予想される。従って○印の部分しか観測され得る新星爆発が起こらず、速い新星のみが観測されていると解釈できる。

この研究は蜂巢泉(東京大学)、M.Henze(ESAC、スペイン)、新井彰(西はりま天文台)との共同研究である。

種族 II に属する古典新星

今村和義, 田邊健茲 (岡山理科大学)

1 はじめに

1.1 新星とは

新星は光度が一定であった星が短時間でおよそ 1 万から 10 万倍の明るさになり、極大後は数十日から数百日かけて緩やかに減光していく増光現象である (Warner 1995, 2008)。その本性は白色矮星を主星とし赤色星を伴星とする近接連星系であり、このような系を一般に激変星という。新星の増光は赤色星からの質量移動に伴って白色矮星の表面に降り積もった物質が主星の強力な表面重力を受け、核反応が暴走的に生じることで明るさが急激に増大すると考えられている。

1.2 新星の減光率

新星の極大光度から減光していく速度 (減光率) は個々に様々である。これを定量的に評価 (分類) する方法として t_2, t_3 という量が用いられ、それぞれ極大から 2 等あるいは 3 等減光するのに要する時間を意味している。現在 t_2 による分類法は、Payne-Gaposchkin (1957) によって 5 段階に細分され、さらに t_3 による分類法は変光星の総合カタログ (GCVS *1) において採用されている方法で 3 段階に細分されている。

1.3 減光率 vs. 極大の絶対等級

新星の減光率 (t_2, t_3) と極大の絶対等級には相関関係があることが経験的に知られている (e.g., della Valle & Livio 1995)。減光が速い新星ほど極大時の絶対実視等級 ($M_{V,max}$) が明るく、逆に減光が遅い新星ほど $M_{V,max}$ が暗い傾向が見られる。このような関係を一般に MMRD (Maximum Magnitude vs. Rate of Decline) と言う。この関係の利点は減光率から新星の絶対等級を推定し距離を求めることができる点で、新星の距離は銀河系に

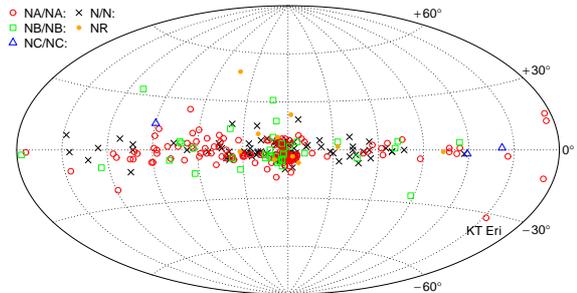


Fig. 1 銀河座標で示した新星の分布 (Imamura & Tanabe 2012).

おける空間的な分布を研究する上でも不可欠な情報である。

1.4 新星の種族と空間分布

新星の種族に関する研究は銀河系のディスク、バルジ、ハローなど異なる領域に出現する新星の特性を理解する上で重要な要素となる。新星の減光率は白色矮星の質量以外に化学組成にも依存していると考えられているため (Kato 1997)、種族 I と II では光度変化など観測的な振る舞いに影響を及ぼすことが期待される。

ところが新星の種族 (特に種族 II) に関する詳しい研究はこれまでなされていない。なぜなら新星の大部分は主に銀河系の中心方向から銀河面に沿って集中的に分布しているため (Fig. 1)、そのほとんどは種族 I に属すると思われる。これらの中には稀に銀河面から離れた高銀緯 ($|b| > 20^\circ$) に新星が現れることもあるが、そのような新星は全体の約 3 パーセントしか確認されおらず (Imamura & Tanabe 2012)、種族分けについても不明瞭である。

天体の種族を評価する上で重要な要素の一つが、銀河系内での空間的な分布に関して研究することである。しかしこれまで銀河系の新星の空間的な分布について研究された例は Payne-Gaposchkin (1957) のみで、その後は Shafter (1997) によって

*1 GCVS; General Catalogue of Variable Stars. (<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/index.htm>)

断片的に行われただけである。そのため銀河系における種族 II の新星の存在数は正確にわかっておらず、さらに種族 I と II の新星で光度変化やスペクトルの振る舞いにどのような違いがあるのかも詳細にはわかっていないのが現状である。

1.5 本研究の目的

本研究の目的は 2009 年に現れた高銀緯に位置する古典新星 KT Eri (Nova Eri 2009) の研究 (Imamura & Tanabe 2012) を基礎とし、2011 年までに発見された新星の空間分布図から種族 II に属する新星の存在について明らかにすることである。なおこの研究題目は登壇者の博士論文 (2012 年度) となっている。

2 高銀緯にある古典新星 KT Eri

KT Eri は 2009 年 11 月 25 日に山形県の天体捜索家である板垣公一氏によって約 8 等で発見され (Yamaoka et al. 2009)、高銀緯かつ銀河系中心からは離れた位置 ($l = 208^\circ, b = 32^\circ$) に出現した古典新星である (Fig. 1 も参照)。この発見の報告を受け、我々は岡山理科大学 (OUS) 天文台において口径 28cm の望遠鏡を用いた分光観測 ($R \approx 400$) と、口径 23.5cm の望遠鏡を用いた多色測光観測 (B, V, y, Rc) を同時に行った。

2.1 分光観測の結果

Fig. 2 は我々が観測した KT Eri の代表的なスペクトルである。スペクトル中にはバルマー線 ($H\alpha, H\beta, H\gamma$) をはじめ、He I (5016, 5876, 6678, 7065)、He II (4686)、N II (5001, 5679)、N III (4640)、O I (7773) などの輝線が見られた。さらに観測初日 (極大光度から 12.2 日後) の $H\alpha$ の FWHM (Full Width at Half Maximum) は約 3,400 km/s にまで達していた。これらの結果より Williams (1992) の分類に従えば、この新星は “He/N nova” に分類できると考えられる。

2.2 測光観測の結果

Fig. 3 は多色測光観測 (B, V, Rc, y) の結果である。これらの測光データより極大時の見かけの明るさ ($m_{V, \max}$) は 5.4 等だった。さらに極大日 (t_0) は 2009 年 11 月 14.4 ± 0.2 日 UT (2455149.9 JD) と推定され、 t_2, t_3 はそれぞれ 6.2 ± 0.3 日、 14.3 ± 0.7 日と求められる。この結果に従えば、KT

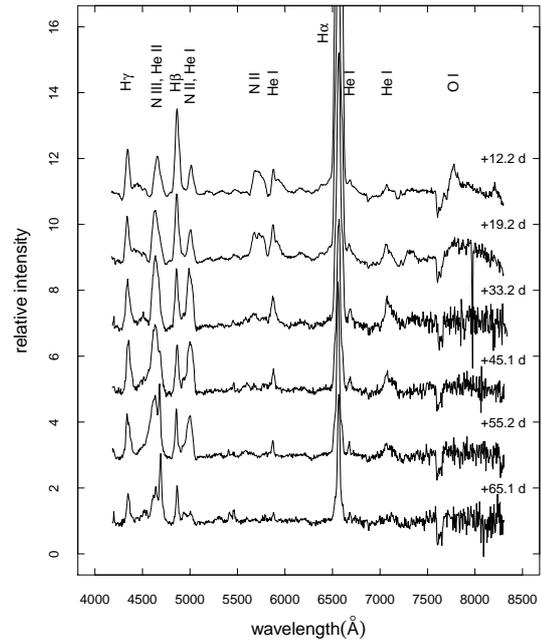


Fig. 2 我々が観測した KT Eri の代表的なスペクトル (Imamura & Tanabe 2012). 右端の数値は極大光度からの経過日数を意味している。

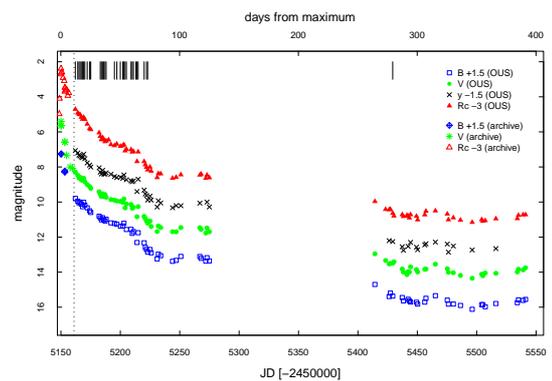


Fig. 3 KT Eri の光度曲線 (Imamura & Tanabe 2012). 図中の点線は増光発見日を意味し、発見前のデータは ASAS, Pi of the Sky, VSOLJ のアーカイブデータを用いている。光度曲線の上にある縦線は分光観測を行った日を示している。

Eri は減光が非常に速い “very fast nova” に分類できると考えられる。

2.3 KT Eri の距離

前述の光度曲線から得た減光率を用いて、MMRD 関係より極大の絶対等級を推定し、KT Eri までの距離 (d) を求めた (Table 1)。ここでは 4 つの論文で提案されている MMRD 関係を用い、それぞれ減光率 t_2 を用いて計算している。なお星

Table 1 MMRD 関係より求めた KT Eri の絶対等級と距離 (Imamura & Tanabe 2012).

MMRD	M_V	d (kpc)
(i)	-8.79 ± 0.53	6.28 ± 1.55
(ii)	-8.88 ± 0.61	6.55 ± 1.87
(iii)	-8.86 ± 0.41	6.49 ± 1.23
(iv)	-9.30 ± 0.69	7.94 ± 2.57

Note. (i) = Cohen (1988), (ii) = Capaccioli et al. (1989), (iii) = della Valle & Livio (1995), (iv) = Downes & Duerbeck (2000).

間吸収については Ragan et al. (2009) がスペクトルより求めた値 ($E_{B-V} = 0.08$) を用いて赤化を補正している。Table 1 より KT Eri の距離は $d_{\text{wav}} = 6.6 \pm 0.8 \approx 7$ kpc と推定される。

2.4 KT Eri の空間的な位置

上記で推定した距離を用いて KT Eri の銀河系における空間的な位置について議論する。KT Eri の銀緯は -32° であるため、距離 (d) を約 7 kpc とすると銀河面からの高さ z は約 4 kpc となる。つまり KT Eri は銀河系の thick disk よりも外側に位置していると考えられる。もし KT Eri が thick disk 内 ($z < 1.3$ kpc) の天体であるなら、極大の見かけの明るさは 3 等よりも明るくなり、そのような仮定は観測 ($m_{V,\text{max}} = 5.4$ 等) と矛盾する。また KT Eri の $m_{V,\text{max}}$ は SMEI (Solar Mass Ejection Imager) によっても約 5 等台であることが確かめられており (Hounsell et al. 2010)、本研究の観測結果と一致している。これらの点を考慮すると、KT Eri は銀河系のハローに位置する種族 II の新星である可能性が高い。

2.5 静穏時の絶対等級

先に求めた距離より KT Eri の静穏時の見かけの明るさがわかれば、静穏時の絶対等級 ($M_{V,\text{min}}$) を見積もることができる。KT Eri の該当位置には GSC (Guide Star Catalogue; カタログ ID= 5325.1837, ~ 14.8 mag) に progenitor と思われる天体がある。もしこの GSC に記載されている天体が KT Eri とするならば $M_{V,\text{min}} \sim 0.4$ mag となる。典型的な古典新星の静穏時の明るさは $M_{V,\text{min}} \sim 4.4$ mag になることが知られており

Table 2 KT Eri と伴星が巨星の回帰新星との比較 (Imamura & Tanabe 2012).

star	t_2 (d)	$M_{V,\text{max}}$	$M_{V,\text{min}}$
T CrB	4.0	-7.3	0.3
RS Oph	6.8	-10.6	-4.1
V3890 Sgr	6.4	-8.6	-1.2
V745 Sco	6.2	-8.0	1.3
KT Eri	6.2	-9.0	0.4

Note. 回帰新星のデータは Schaefer (2010) より.

(Warner 1987)、それに比べると KT Eri の $M_{V,\text{min}}$ は約 4 等も明るい。

Table 2 は伴星が巨星の回帰新星と KT Eri のパラメーターを比較したものである。巨星を持った回帰新星は $M_{V,\text{min}}$ が典型的な古典新星に比べて明るい。さらに減光率 (t_2) においても KT Eri と巨星を持った回帰新星は類似している。もし KT Eri が巨星を持った新星であるならば、 $M_{V,\text{min}}$ が明るいことを自然に説明できると考えられる。

3 銀河系の新星の空間分布

ここでは KT Eri が空間的に種族 II と考えられる点を踏まえ、1600 年代から 2011 年までに検出されてきた銀河系の新星の空間分布を求め、他の種族 II の新星の存在について議論する。

3.1 データと方法

本研究では空間分布を求めるにあたって、新星の銀河座標 (l, b)、距離 (d)、銀河面からの高さ (z)、減光率 (t_3) を 50 以上の文献からまとめ挙げた。加えて距離や減光率などが求められていない新星 (計 26 天体) については OUS, VSOLJ*², AAVSO*³ のデータを用いて本研究で計算し、これらのデータを合わせて合計 252 天体に関してカタログを作成した。

空間分布を求める際、各軸 (X, Y, Z) の座標は l, b, d を用いて以下のように計算を行った。

$$X = d \cos l \cos b \quad (1)$$

*² VSOLJ; Variable Star Observers League in Japan. (<http://vsolj.cetus-net.org/index.html>)

*³ AAVSO; American Association of Variable Star Observers. (<http://www.aavso.org/>)

$$Y = d \sin l \cos b \quad (2)$$

$$Z = d \sin b. \quad (3)$$

この計算結果を基に X, Y, Z の 3 次元と、X, Y と X, Z で投影した 2 次元の分布図をそれぞれ描く (本稿では 2 次元で投影したものを掲載する)。なお作図の際、太陽系から銀河系中心までの距離など銀河系のスケールは Allen (2000) を参照した。さらに銀河系の複数の渦巻き腕は Taylor & Cordes (1993) を引用している。

3.2 得られた空間分布図

2 次元で投影した X, Z 面と X, Y 面の図を Fig. 4, 5 に示す。X, Z 面より、大部分の新星が銀河系の円盤に分布する種族 I の天体であることがわかる。一方で円盤面から 3 kpc 以上離れた位置 (ハロー) に存在し、明らかに種族 II と考えられるような新星は KT Eri, RW UMi, T Sco の 3 天体のみであることがわかる。

T Sco は球状星団 M80 で検出された新星で、種族 II であることはほぼ間違いないと思われる。距離については MMRD ではなく M80 の色等級図と水平分岐の研究から与えられている (Brocato et al. 1998)。さらに RW UMi の距離は nova shell から幾何学的に求められており (Esenoglu et al. 2000)、MMRD から得られる結果と相違ない。KT Eri の距離については前章で述べた通り MMRD から求められているが、 $m_{V,\max}$ が正確にわかっており、さらに星間吸収量もスペクトルから求められている。そのためこれら空間的に種族 II と思われる新星の距離の精度はいずれも ~ 1 kpc 以下である。

なお KT Eri, RW UMi, T Sco 以外にも thick disk の外側やバルジに分布する新星も見受けられる。しかしこれらは星間吸収量が不正確であるため距離の不定性が ~ 1 kpc 以上あると考えられる。そのため空間的に種族 II であるかの確証は更なる検討を要する。

3.3 種族 II の新星の共通点

以上の結果より、ハローに位置すると考えられる種族 II の新星は 3 天体存在すると考えられる。これら 3 つの新星の減光率は KT Eri と T Sco は減光が速いが、RW UMi は減光が遅い新星である (Table 3)。一方でスペクトルは T Sco と RW UMi

は発見された年代がそれぞれ 1860 年と 1956 年と古く、詳細な観測が行われていない。これら 3 つの種族 II に属すると考えられる新星に共通な性質はまだ明らかではないが、伴星の性質なども考慮すると KT Eri はハローに存在する新星として最も詳細に観測された種族 II 新星のプロトタイプになると考えられる。

4 まとめ

これまでの結果と議論を以下にまとめる:

1. KT Eri は高銀緯かつ銀河系中心から離れた位置に出現した新星である。
2. この新星は減光が非常に速く ($t_2 = 6.2 \pm 0.3$ d)、He/N タイプのスペクトルを示す。
3. 静穏時の絶対等級から伴星は巨星であることが示唆される。
4. 距離は約 7 kpc、銀河面からの高さは約 4 kpc と推定されるため、KT Eri は銀河系ハローに位置する種族 II の天体と考えられる。
5. これまで銀河系に現れた新星のうち位置的に見て種族 II に属する確実な新星は KT Eri, T Sco, RW UMi の 3 天体のみであることが空間分布図より結論付けられる。
6. 詳細な観測が行われた KT Eri は銀河系のハローに存在する種族 II の新星としてプロトタイプになると考えられる。

残された問題と課題

KT Eri はまだ軌道周期、伴星のスペクトル型、光度階級、化学組成、そして空間運動が求められていない。現在 KT Eri は静穏期 (~ 15 等) であるため、軌道周期などを決めるためにはすばる望遠鏡などを用いた高分解能の分光観測を行う必要がある。KT Eri が真の意味で種族 II に属することの確証は、今後大口径望遠鏡による分光観測に委ねられると考えられる。さらに空間分布図からバルジに位置すると思われる新星は星間吸収の補正に不定性があるため、種族 II に属するかどうかは更なる検討を要すると言える。

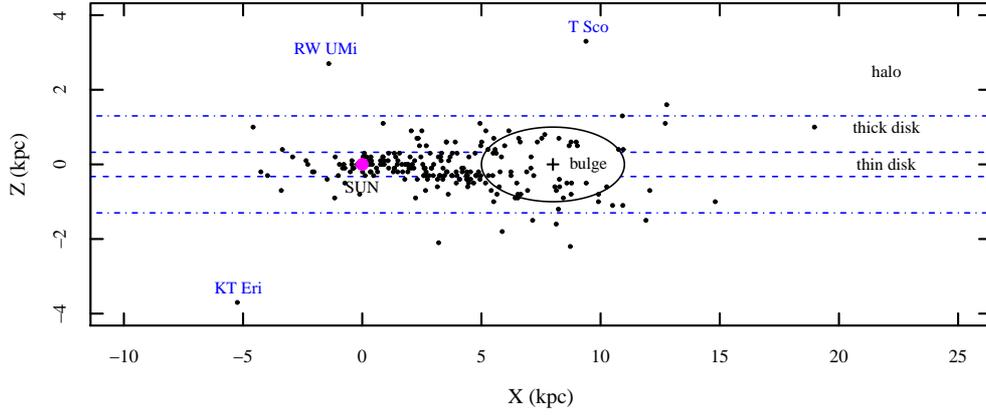


Fig. 4 X, Z 面で投影した銀河系の新星の 2 次元分布図.

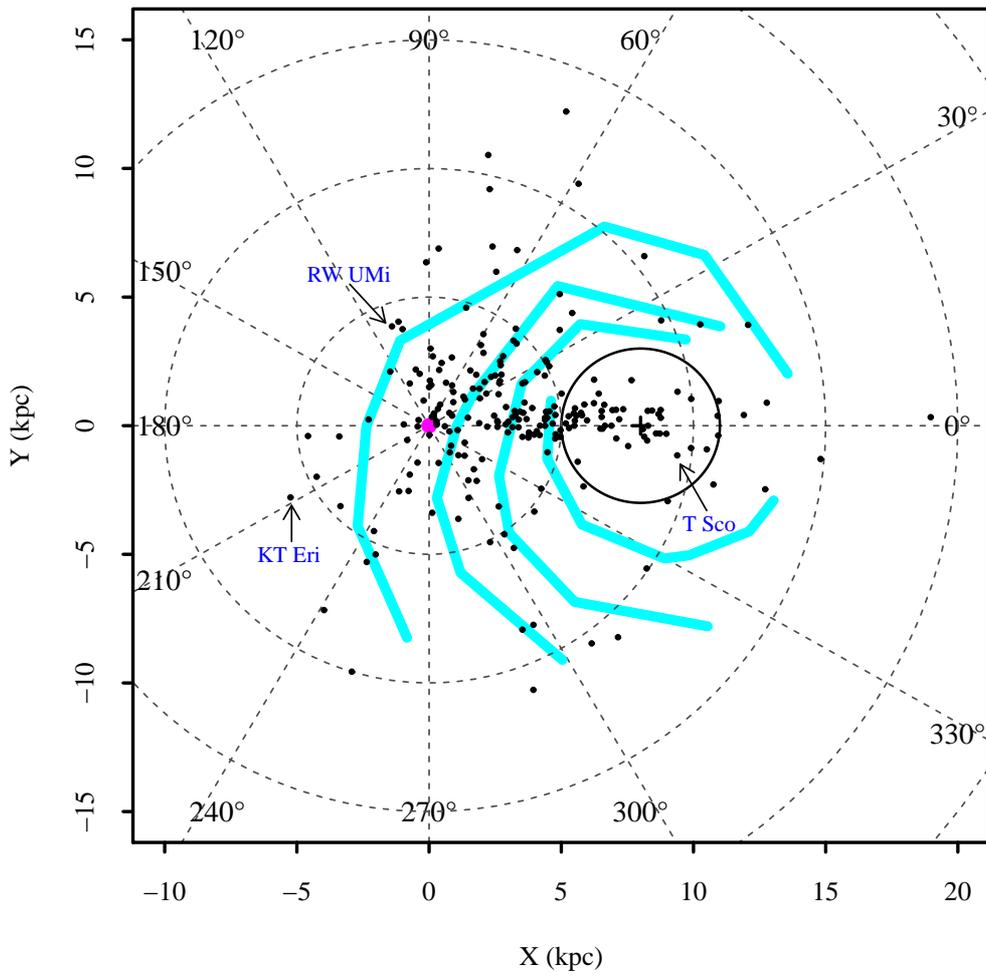


Fig. 5 X, Y 面で投影した銀河系の新星の 2 次元分布図.

Table 3 KT Eri, T Sco, RW UMi の諸量.

star	t_2 (d)	$M_{V,\max}$	d (kpc)	z (kpc)	Ref.
KT Eri (2009)	6	-9.0	7	4	1
T Sco (1860)	11	-8.1	10	3	2, 3, 4
RW UMi (1956)	94	-7.7	5	3	2, 5, 6

Ref. 1=Imamura & Tanabe (2012), 2=Duerbeck (1987), 3=Harris & Racine (1974), 4=Tam et al. (2011), 5=Downes & Duerbeck (2000), 6=Esenoglu et al. (2000)

最後に

2013年3月をもって定年退職された群馬大学の岡崎彰先生と福島大学の中村泰久先生に、心よりお祝いを申し上げます。今後のご健康とご活躍をお祈りいたします。

参考文献

- [1] Allen, C. W., 2000, Springer, ed. Cox, A. N., *Allen's Astrophysical Quantities*
- [2] Brocato, E. et al., 1998, A&A, **335**, 929
- [3] Capaccioli, M. et al., 1989, AJ, **97**, 1622
- [4] Cohen, J. G., 1988, ASP Conf. Ser., **4**, 114
- [5] della Valle, M. & Livio, M., 1995, ApJ, **452**, 704
- [6] Downes, R. A.& Duerbeck, H. W., 2000, AJ, **120**, 2007
- [7] Duerbeck, H. W., 1987, Space Sci. Rev., **45**, 1
- [8] Esenoglu, H. H. et al., 2000, A&A, **364**, 191
- [9] Harris, W. E. & Racine, R., 1974, AJ, **79**, 472
- [10] Hounsell, R. et al., 2010, ApJ, **724**, 480
- [11] Imamura, K. & Tanabe, K., 2012, PASJ, **64**, 120
- [12] Kato, M., 1997, ApJS, **113**, 121
- [13] Payne-Gaposchkin, C., 1957, North-Holland P.C., *The Galactic Novae*
- [14] Ragan, E. et al., 2009, ATel, 2327
- [15] Schaefer, B. E., 2010, ApJS, **187**, 275
- [16] Shafter, A. W., 1997, ApJ, **487**, 226
- [17] Tam, P. H. et al., 2011, ApJ, **729**, 90
- [18] Taylor, J. H. & Cordes, J. M., 1993, ApJ, **411**, 674
- [19] Yamaoka, H. et al., 2009, IAUC, 9098
- [20] Warner, B., 1987, MNRAS, **227**, 23
- [21] Warner, B., 1995, Cambridge, *Cataclysmic Variable Stars*
- [22] Warner, B., 2008, Cambridge, ed. Bode, M. F. & Evans, A., *Classical Novae*
- [23] Williams, R. E., 1992, AJ, **104**, 725-733

UBV 2色図中の古典新星の一般的進化経路の発見

蜂巢 泉 (東大総合文化)、加藤 万里子 (慶応大学)

UBV フィルターを使った古典新星の多色測光はかなり古くから行われてきた。また、これをもとにした $(B - V) - (U - B)$ 2色図中の新星の進化についてもいろいろ議論されてきた。例えば、新星が極大光度の頃には、そのスペクトルが F-supergiant に類似していることから、新星はその極大光度付近では、2色図中の supergiant sequence に沿って動く (進化する) と言われてきた。これとは別に、減衰期の新星の光度曲線は、光学的に薄い外層のプラズマからの自由-自由遷移光 (free-free emission) によって決まるとされており、私たちは、この考えに基づき、新星の光度曲線を理論的に再現することができた (Hachisu & Kato, 2006, ApJS, 167, 59)。もし、free-free emission で光度曲線が決まるのであれば、free-free emission の color ($B - V$ と $U - B$ の値) はほぼ一通りに決まる。したがって、新星の減衰期には、この普遍的な値 (場所) に留まるか、この付近を通過することになる。このような考えに基づき、これまで UBV 多色測光観測が行われた新星について、実際にそうなっているのか、徹底的に調査した。その結果、ほとんどの古典新星は、2色図中の、ある程度決まった道筋を通ることが明らかになった。すべての古典新星が、この普遍的な経路をたどるのであれば、実際の観測値とこの経路を比較することにより、色超過 $E(B - V)$ を精度良く求めることができる。

1. 共生星型新星 PU Vul と slow nova V723 Cas : 2色図中の進化を追いかけるに

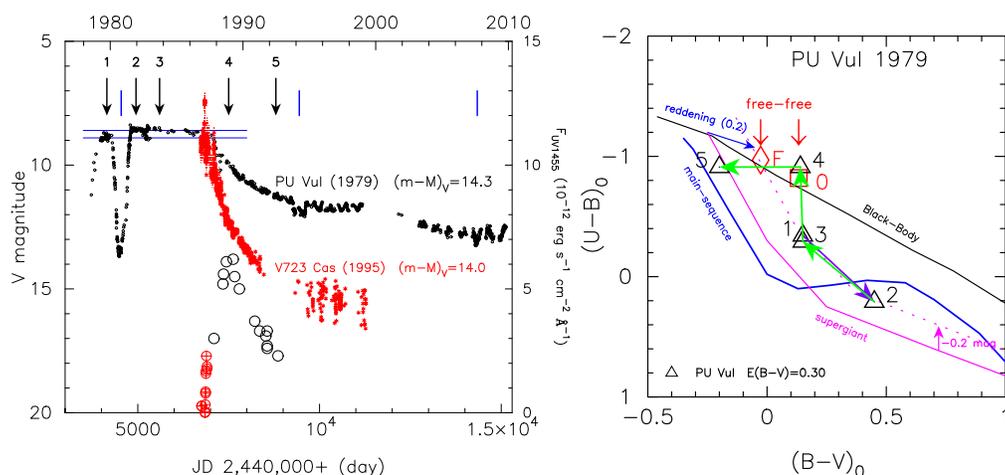


図 1: **Left:** 共生星型新星 (symbiotic nova) PU Vul (黒) と遅い新星 (slow nova) V723 Cas (赤) の光度曲線。UV1455Å の flux の光度変化 (白○は PU Vul, 赤⊕は V723 Cas、目盛の軸は右側) も合わせて示した。二つの新星の UV1455Å の立上りの位置が合うように V723 Cas の横軸をずらしてある。なお、青の短い縦線は、PU Vul において、爆発した白色矮星を赤色巨星が掩ぺいする食中心に対応する。**Right:** PU Vul の 2色図中の進化経路 (黒△印、青→は rising phase、緑→は decay phase に対応)。番号は左側の図に対応。 $(B - V)_0$ と $(U - B)_0$ は、赤化補正 (dereddening) 後の値である。supergiant sequence より、0.2 等ほど青いところに、nova giant sequence (点線) は存在する。2つの free-free emission の位置のうち、左側が optically thick free-free (F: 赤◇印) で、右側が optically thin free-free emission (0: 赤□印) の場所をあらわす。

あたり、進化の遅い新星を最初のターゲットにする。この理由は、新星の進化がゆっくりし

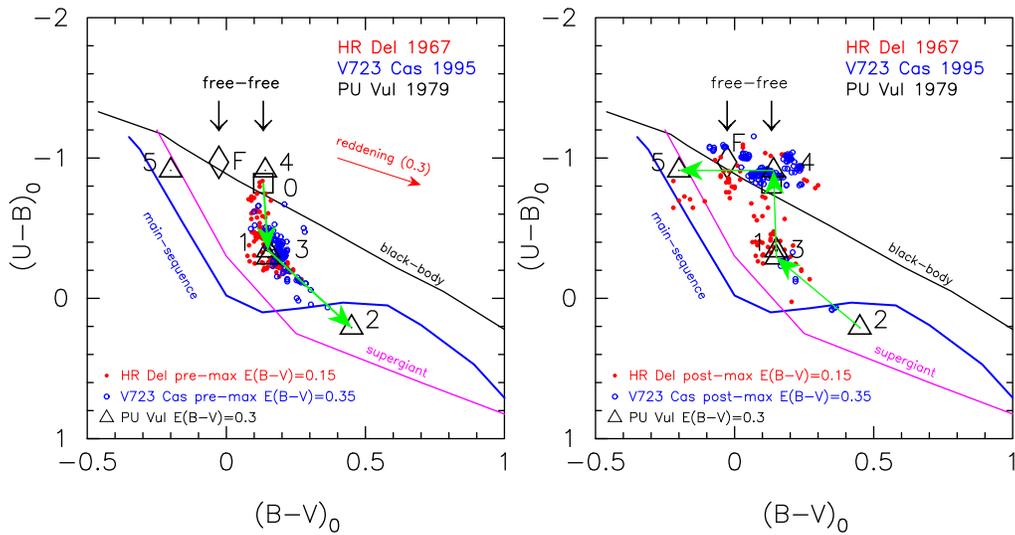


図 2: V723 Cas と HR Del の 2 色図。Left: 極大前 (左)。赤●は HR Del の色変化。青○は V723 Cas の色変化。optically thin free-free emission に対応する場所 (□印) を stage 0 とした。どちらの新星も立ち上がりは、0 から始まるように見える。Right: 極大後 (右)。極大後は、PU Vul と同じように色変化すると考えられる。

ていると、十分な観測時間が確保できるので、多色観測の観測点が非常に多くなり、精度があがるからである。このようにして、多くの観測点がある程度まとめて整理した PU Vul の 2 色図中の色変化を図 1 (右) に示す。なお、PU Vul の光度進化は非常に遅く、30 年近く経っても、まだ静穏期の明るさに達していない。それを図 1 (左) に示した。比較のために、slow nova V723 Cas の光度変化も合わせて示した。ここで、その色変化をまとめると、

- (1) 新星の光度が立ち上がった 1 から、ほぼ極大の 2 にかけては、**nova giant sequence** と名付けた、新しい経路に沿って移動する。この nova giant sequence は、通常の supergiant sequence より、 $U - B$ color で -0.2 mag 明るい (青い) 場所に位置する。この理由は、新星の外層が通常の supergiant に比べて、その質量が 1 万分の 1 から 10 万分の 1 と小さく、外層密度が薄いため、Balmer edge の吸収が emission により埋められて、浅くなっていることによると思われる。
- (2) 極大付近の 2 から、wind mass-loss が始まる直前の 3 にかけては、nova giant sequence を逆にたどり、もとの 1 の近くまで戻って来る。
- (3) 3 から 4 にかけては、スペクトル上でも大きな変化があり、P Cygni タイプの輝線があらわれてくる。観測者によっては、Wolf-Rayet タイプのスペクトルが現れたという人もいる。ここで、色は、free-free emission (optically thin or optically thick) の点 0 付近の点 4 に滞在する。
- (4) 4 から 5 への変化は、主に emission lines の寄与が効いて、 $U - B$ color はあまり変化しないが、 $B - V$ color はかなり青くなる。

PU Vul は非常に静かな進化をしている。おそらく super-Eddington にはなっていない。これと似ているが、極大付近で、1.5 等ほど、パルス状の光度上昇があるのが、V723 Cas、HR Del、V5558 Sgr などの slow novae である。数発の極大付近のフレア (パルス) を除けば、PU Vul と光度曲線の振るまいが似ている。ただし、timescale は大きく異なる。このうち、

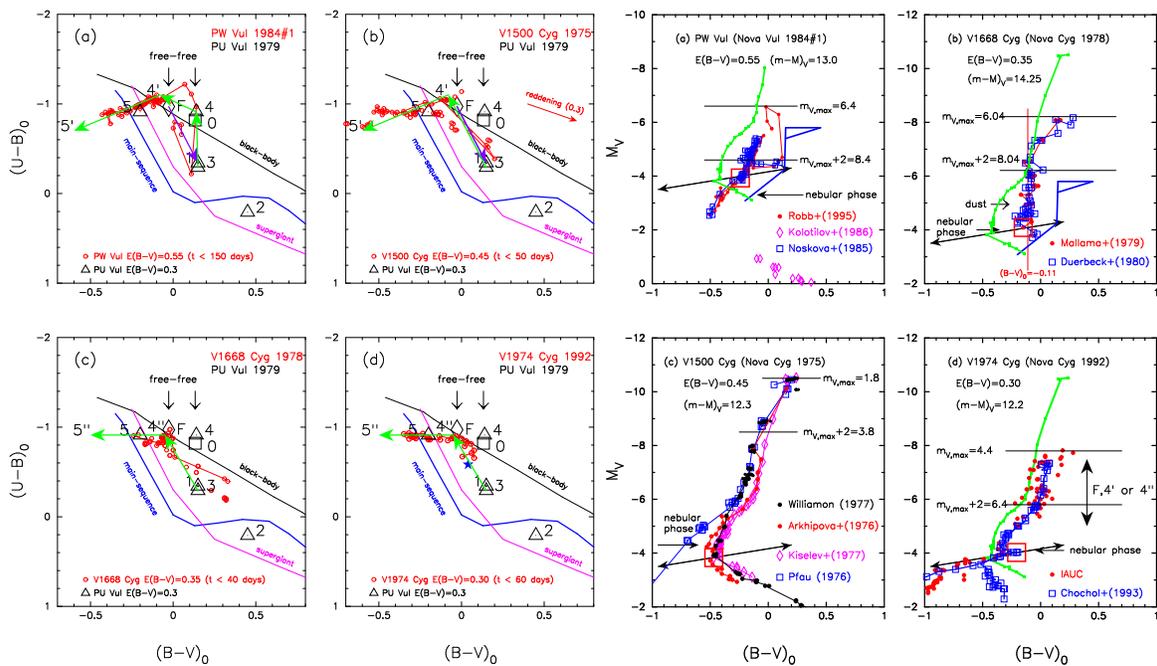


図 3: moderately fast nova の PW Vul から、fast novae の V1668 Cyg, V1974 Cyg、そして、very fast nova の V1500 Cyg までの古典新星の 2 色図 (左) と色等級図 (右)。Left: 多少のぶれはあるが、2 色図ではほぼ同じような経路をたどる。Right: 色等級図では、縦軸は絶対等級、横軸は $(B-V)_0$ 遅い新星の代表、PU Vul (青太実直線) と速い新星の代表 V1500 Cyg (緑太実線) の間に、他の新星がくるのが分かる。進化経路のターニングポイントの場所に対応する位置を両頭の矢印線で表す。PW Vul は真中付近の折れ曲がりの位置、他は、青い側のターニングポイントの位置がほぼこの両頭の矢印線の位置にくる。

2 色図が描ける、V723 Cas と HR Del の二つの新星を図 2 に示す。左が極大前の振るまいであり、右が極大後の様子である。極大後は、PU Vul と非常に良く似ている。極大前の立ち上がりが optically thin free-free emission の位置に対応する stage 0 付近から始まっているのは、この時期に wind mass-loss があることを示している。このことは、まだ増光途中の立ち上がりの時期に、V723 Cas と V5558 Sgr において、P Cygni profile が観測されていることと合致している。このようにして、slow novae の多色観測から、stage 0 から始まり、stage 1,2,3,4 を経過し、stage 5 へ到達するような経路がかなり一般的に成り立つことが判明した。

2. PW Vul, V1668 Cyg, V1974 Cyg, V1500 Cyg このように、ある種の slow novae について成り立つ色変化の経路が、他の moderately fast novae, fast novae, very fast novae についても成り立つのか? それを調べるために、PW Vul, V1668 Cyg, V1974 Cyg, V1500 Cyg の 4 つの新星の色変化を図 3(左の 4 つ) に示す。それぞれの新星ごとに多少のばらつきはあるにしても、基本的には皆同じような経路をたどることがわかる。ここで非常に初期には、nova giant sequence 上から出発し、optically thick free-free emission の位置 (ここでは、stage F と名前を付けた) を通り、最後は stage 5 へ抜けて行く。

3. 古典新星の色等級図 2 色図に加えて、これら 4 つの古典新星の色等級図を図 3(右の 4 つ) に示す。very fast nova の V1500 Cyg の色等級図は、図 3 右 c にあるが、他の図中でも、緑太実線で示されている。さらに、図 3 右 a と図 3 右 b で、青太実線で示してあるの

が、PU Vul の色等級図である。PW Vul は moderately fast nova で、この very fast nova の V1500 Cyg と PU Vul の中間に位置している。fast nova の V1668 Cyg は途中で optically thin dust shell を形成することもあるが、 $B - V$ の color ではあまり青い側にまで行かずに、ほぼまっすぐ暗くなっている(下がる)。fast nova の V1974 Cyg は V1500 Cyg の少し、赤い側をほぼ V1500 Cyg に沿った形で動く。PU Vul や PW Vul のように、途中で折れ曲がる点、あるいは V1500 Cyg や V1974 Cyg などのように青い側に右に折れ曲がるターニングポイントを持つような場合は、その点を大まかに結ぶ線が、両側に矢印を持つ実線である。つまり、このようなターニングポイントがあれば、この両頭の矢印に、位置を合わせることで、その新星の絶対等級を求めることができる。つまり、2色図で経路を合わせることで、 $E(B - V)$ が求まり、それを使い、色等級図を描き、ターニングポイントをこの両頭の矢印の実線の位置に合わせると、絶対等級が求まる。さらに、 $A_V = R_V \times E(B - V) = 3.1 \times E(B - V)$ の関係を使い、距離 d を求める。結論として、 UBV の3色測光を精度高く行うことで、古典新星の主要なパラメータである、 $E(B - V)$ 、絶対指数 $(m - M)_V = A_V + 5 \log(d/10\text{pc})$ 、そして、距離 d を求めることができる。

4. UBV 2色図と色超過の決定 図4に、いろいろな古典新星の2色図から、extinction $E(B - V)$ を求めた例をあげる。図中に求めた $E(B - V)$ を示してある。たとえ、極大付近の観測がなくとも、精度良く UBV 多色測光ができれば、F点から後の進化が分かるので、 $E(B - V)$ を精度良く求めることができる。

5. 銀河の距離-吸収関係との比較 われわれが求めた $E(B - V)$ の値の妥当性を見るために、図5では、Marshall et al. (2006) が求めた、距離-吸収関係との比較をおこなった。Marshall et al. のデータは、銀河座標で $|l| \leq 100^\circ$ および $|b| \leq 10^\circ$ の範囲で、しかも、 0.5° おきにしかならされていないので、新星の方向を含む、前後左右の4方向をプロットしている。だいたいの新星においては、銀河の距離-吸収関係とよく合っていると見える。大きくずれているのが、小数みられるが、これらは、新星の付近のローカルな吸収かもしれない。

6. 新星の色-等級図の特徴 古典新星が普遍的減光則に従う場合、光度曲線を time-stretching (時間軸方向に引き延ばしたり、縮めたりする) ことで重ね合わせることができる。重ね合わせた二つの新星の光度の間には、 $m_V = m'_V - 2.5 \log f_s$ の関係がある (Hachisu & Kato, 2010, ApJ, **709**, 630)。ここで、 f_s は time-stretching factor で、10倍時間が長ければ、2.5等暗い、ということである。二つの新星の光度曲線を時間軸方向を延び縮みさせて、重ね合わせることで、絶対等級差を求めることができるので、絶対等級が分かっている新星を出発点にして、次々とこの操作を行えば、多くの新星の絶対光度を精度良くもとめることができる。このようにして求めた、新星の色-等級図を図6に表示した。約40個の例から、新星を、V1500 Cyg、V1668 Cyg、PW Vul、FH Ser、PU Vul に代表される5つのタイプに分類できることが分かった。順に、 $(B - V)_0$ カラーで、青→赤に対応している。これは、水素外層の質量(小→大)、および新星のスピードクラス(速い→遅い)にほぼ対応している。このようにして、 UBV 2色図、および色-等級図を使うと、古典新星の特徴を良く捉えることができる。最近の新星の CCD 観測では、 U -band が外される場合があるが、ぜひ U -band も入れた、 UBV 3色測光を行って欲しい。

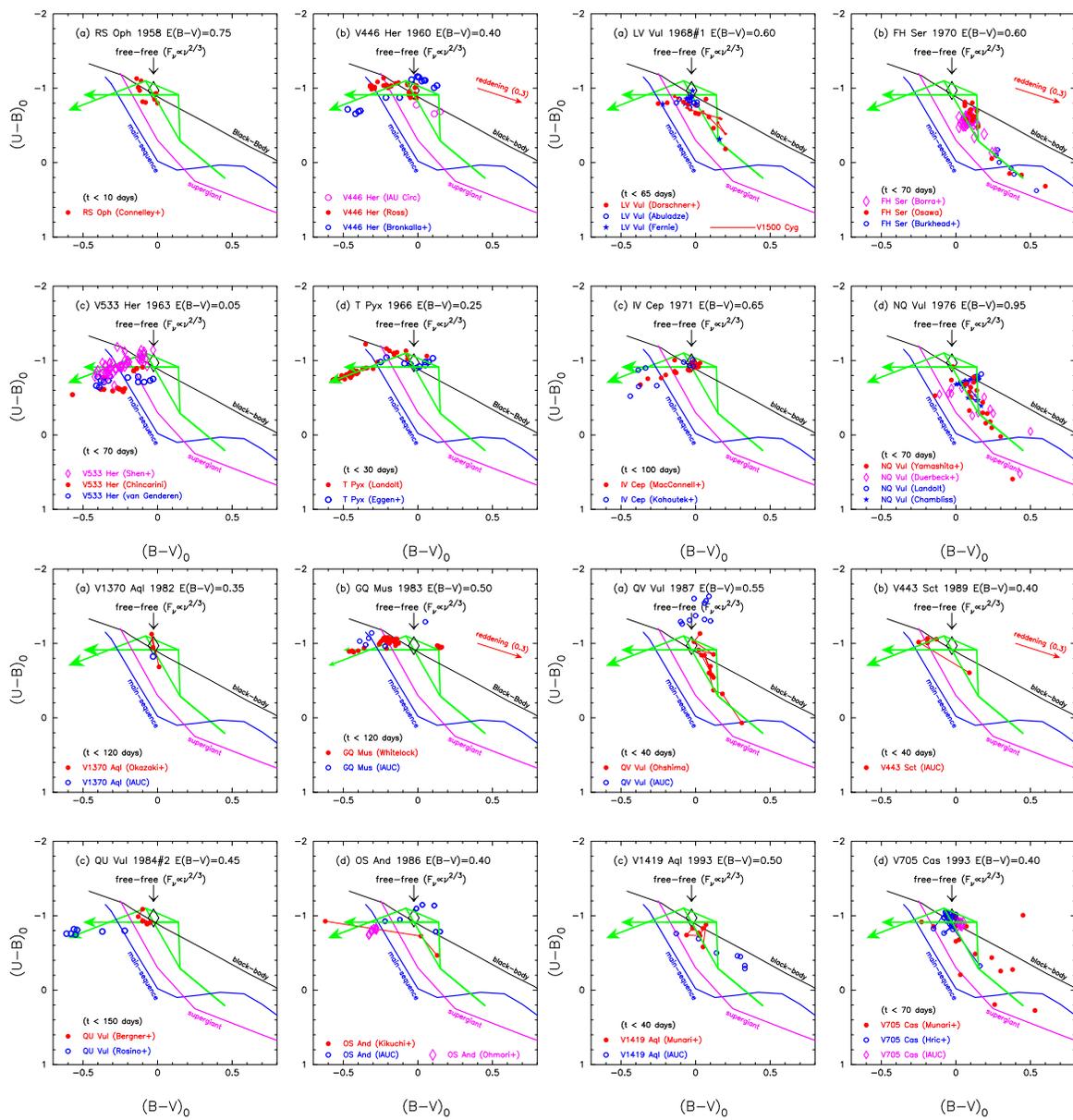


図 4: 色々な古典新星の 2 色図。緑色の矢印付き実線が一般的な経路。

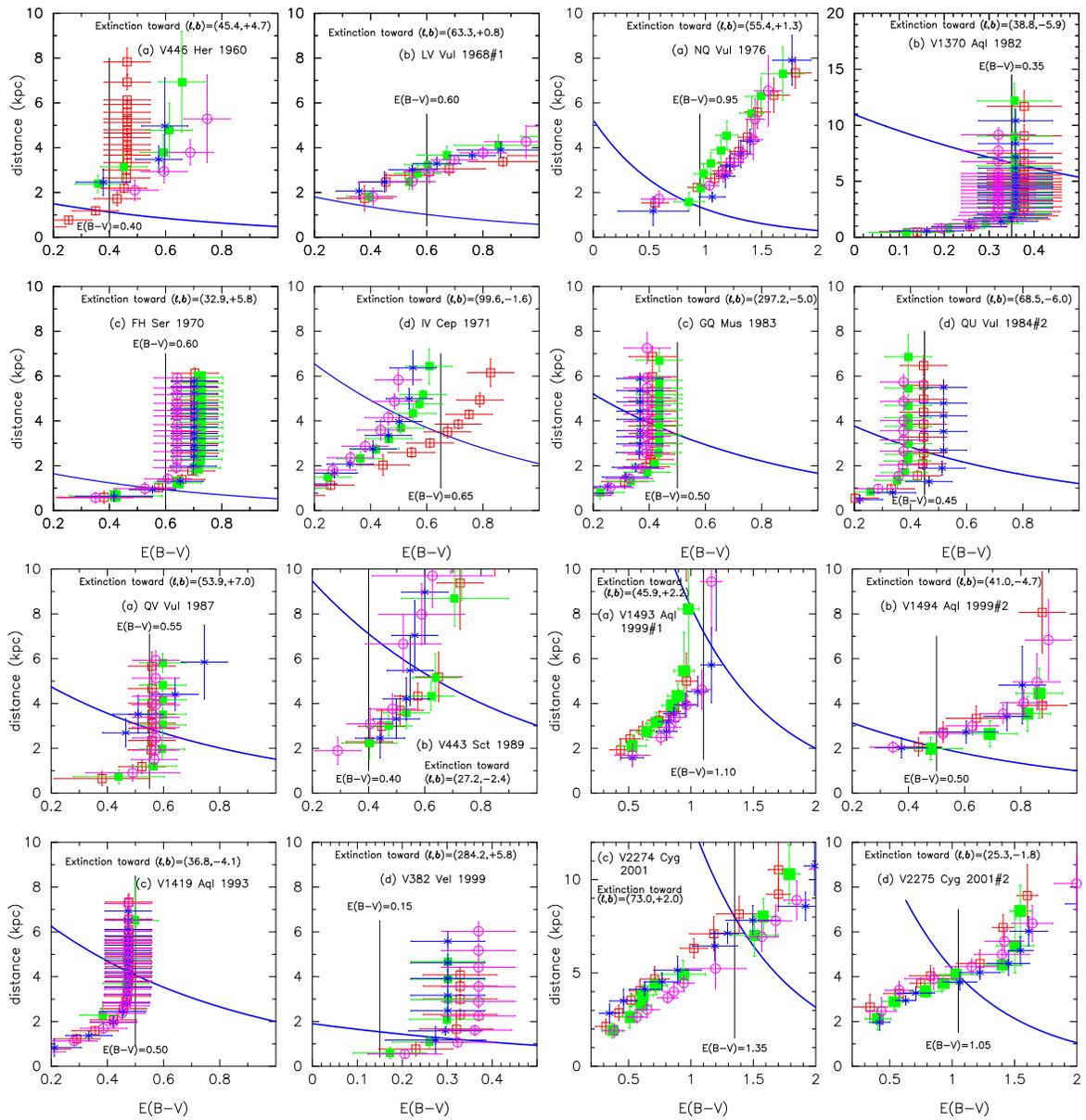


図 5: 色々な古典新星の方向の距離と吸収の関係図。データは Marshall et al. (2006, A&A, 453, 635) より。縦実線 $E(B-V)$ と青実線 $(m-M)_V$ の交点が新星の距離と吸収に対応。距離と吸収の関係のデータが4つあるのは、銀河座標 (l, b) の方向のグリッド(格子点)が 0.5° ごとにしかないため、新星の方向の前後左右の4方向のデータを表示したことによる。いくつかの例外はあるが、だいたいの新星において、求めた $E(B-V)$ は Marshall et al. のデータと良く合っている。大きくずれているのは、新星の周りのローカルな吸収(星周物質などによる)ものかもしれない。

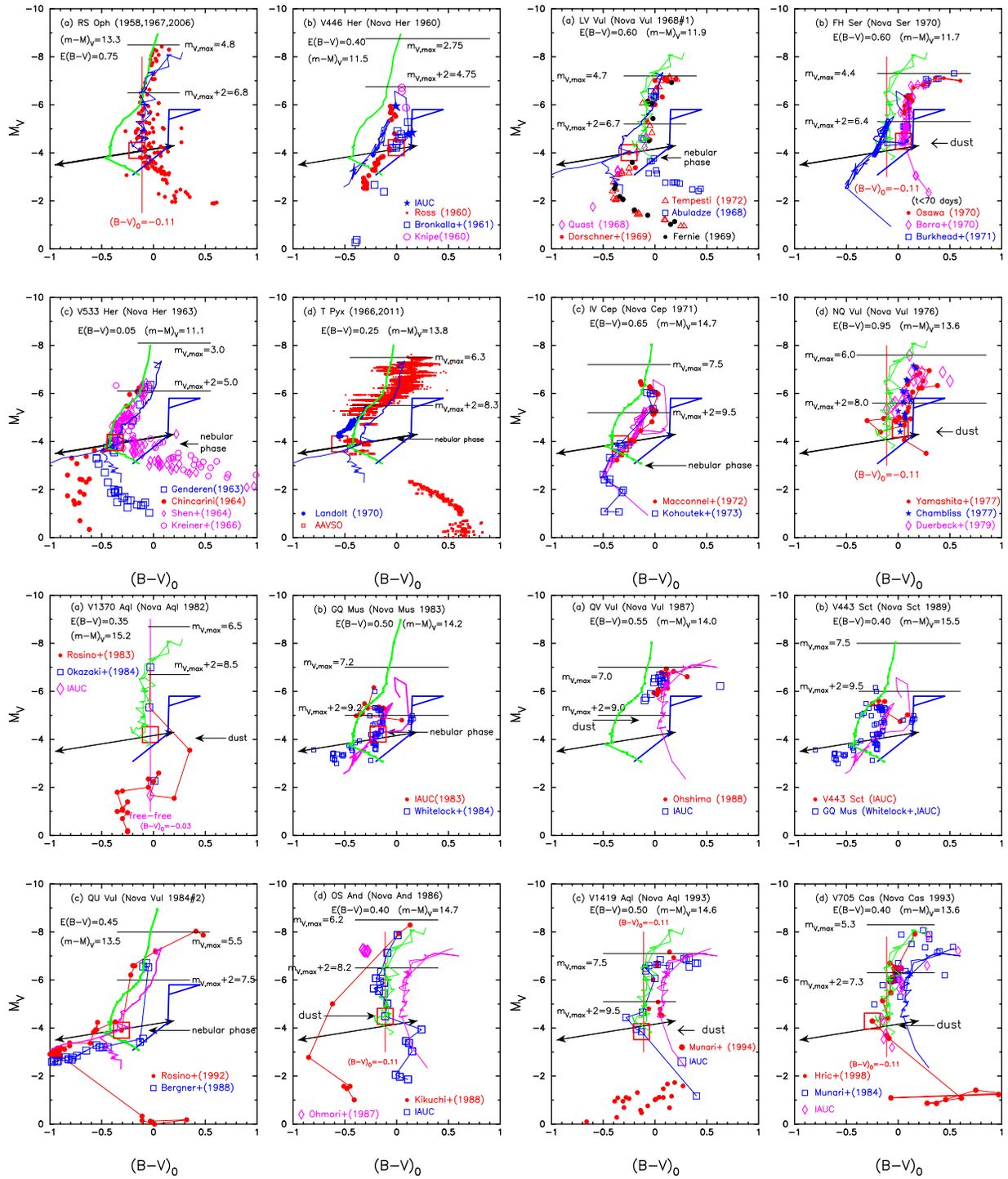


図 6: 色々な古典新星の色等級図。

XZ CMi の観測中にとらえたチェック星の変光

赤澤秀彦 (所属 倉敷市立箭田小学校)

1 はじめに

私はシュミットカセグレン望遠鏡と冷却 CCD の組み合わせで、主に激変星を中心に測光観測を行っていました。2年前から激変星のアウトバーストの観測の合間に、短周期食連星の観測を行うようになり、いくつかのライトカーブを得ることができました。その中で、当初適当に選んだ比較星、チェック星の組み合わせの中に適切でないものがあり、そのライトカーブからチェック星として使用した星が変光していることが分かり、その後追跡観測を行いました。

ここでは XZ CMi のチェック星として使っていた GSC 0185-1509 の変光の様子について、中間報告をします。

2 使用機材

(1) Meade LX200 20cm F6.3 Rc-filter

+ SBIG ST9-XEI

屋上ドーム南に設置



(2) Celestron C11 28cm F10 V-filter

+ SBIG ST9-XEI

2階テラスに設置



3 観測

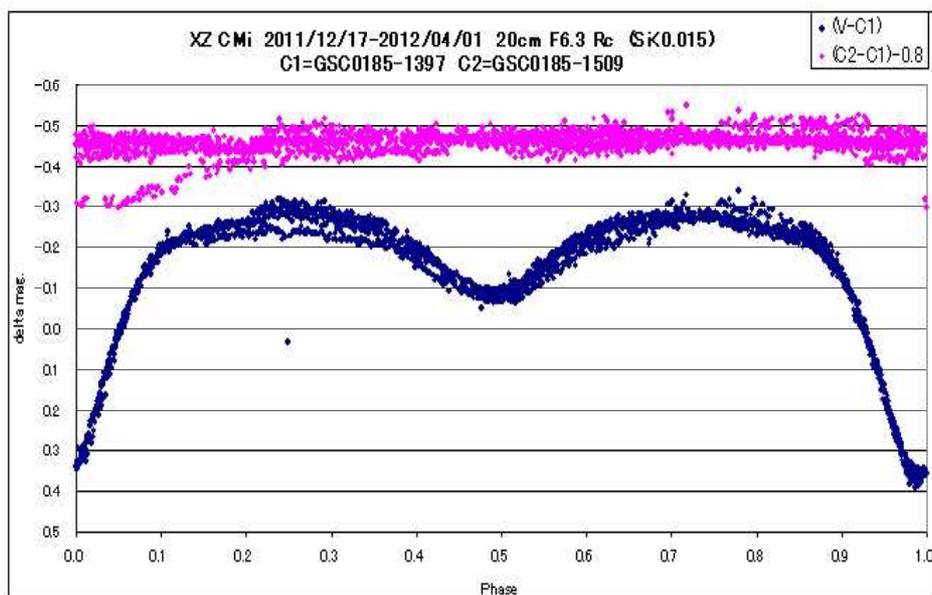
2011年11月17日に、20cm F6.3 Rc フィルターで XZ CMi の観測をスタートした。2回目の観測にあたる2012年2月19日にチェック星の変光がみられた。その後、同年12月6日から28cm F10 V フィルターでの観測も加えた。今シーズンに、20cm Rc で79夜、28cmV で53夜の観測を行った。

4 整約

フラット及びダークの一次処理の後、AIP4Win を使って差測光の処理を行った。

5 XZ CMi の観測中にとらえた GSC 0185-1509 の変光

【グラフ 1】



V=XZ CMi

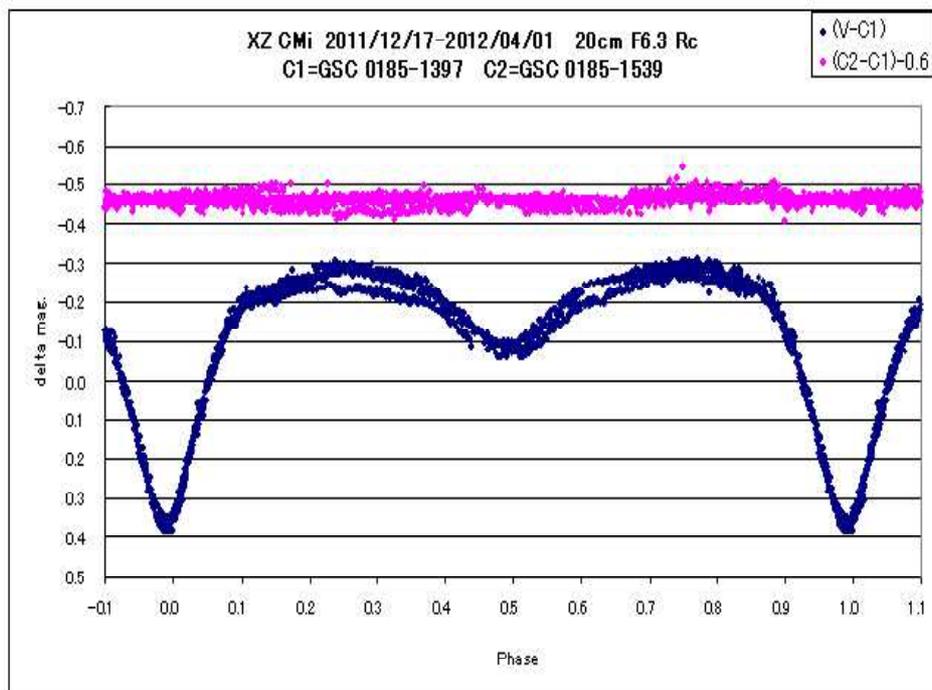
C1=GSC 0185-1397

C2=GSC 0185-1509

位相 0-0.15 で、V-C1 には大きなばらつきはみられないが、C2-C1 には大きな変化がみられた。この変化は、チェック星として使っていた GSC0185-1509 の変光

によるもので、食を起こしている時をとらえたものと思われる。またその他の部分では、V-C1 と C2-C1 の両方のグラフにずれがみられることから、C1 (GSC 0185-1397) も変光している可能性がある。

【グラフ 2】



念のために、

C1=GSC0185-1397,

C2=GSC0185-1539 として再整約を行い、グラフを描いてみたところ、グラフ 2 のようになった。

これにより、

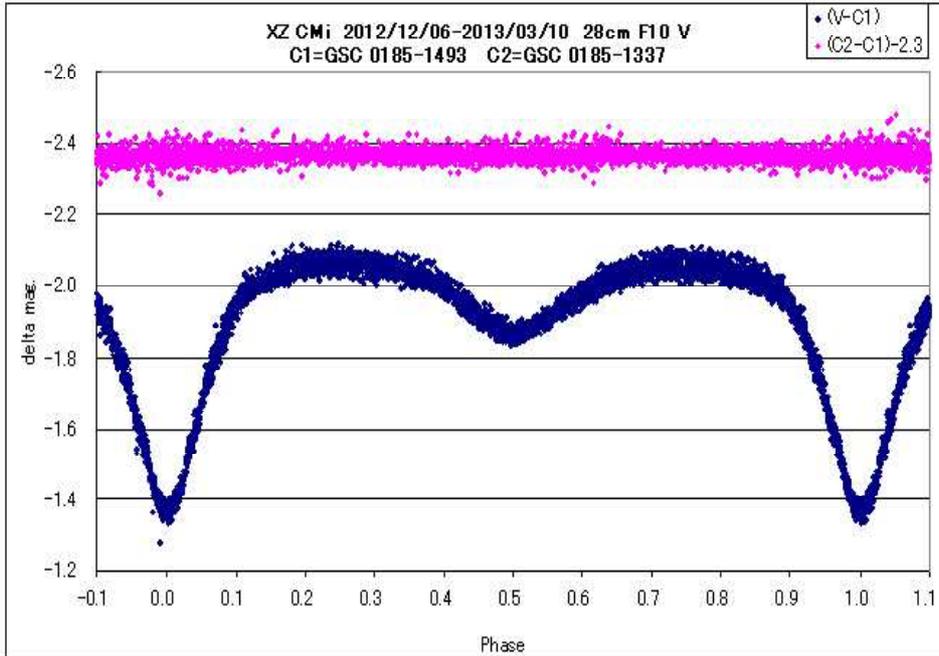
GSC 0185-1509 の変光は明らかになった。

また、V-C1 と C2-C1 の両方のグラフにずれが生じていることから、C1 (GSC 0185-1397) にも変光の可能性があることが分かった。

【グラフ 3】

2012年12月6日から、28cm F10 V-filter での観測を追加した。

V=XZ CMi C1=GSC 0185-1493 C2=GSC 0185-1337

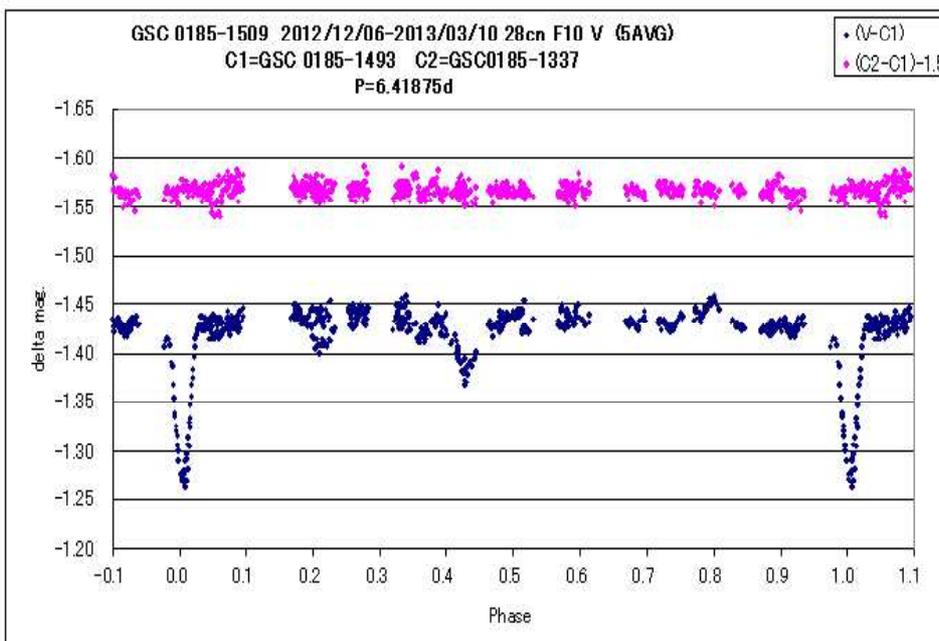


C1,C2 がやや暗く、精度が下がって、V-C1もC2-C1も幅をもったグラフになった。

28cm F10 V-filter での観測では、このC1,C2の組合せで、目的星VをGSC 0185-1509として、整約を行った。5点ごとの平均をとり、グラフにした。

【グラフ 4】

V=GSC 0185-1509 C1=GSC 0185-1493 C2=GSC 0185-1337



これまでの観測により、食の周期は約6.42日で主極小の深さは約0.15等、副極小は位相0.43付近に現れ、食の深さは約0.05等であった。(Vフィルターでの観測)

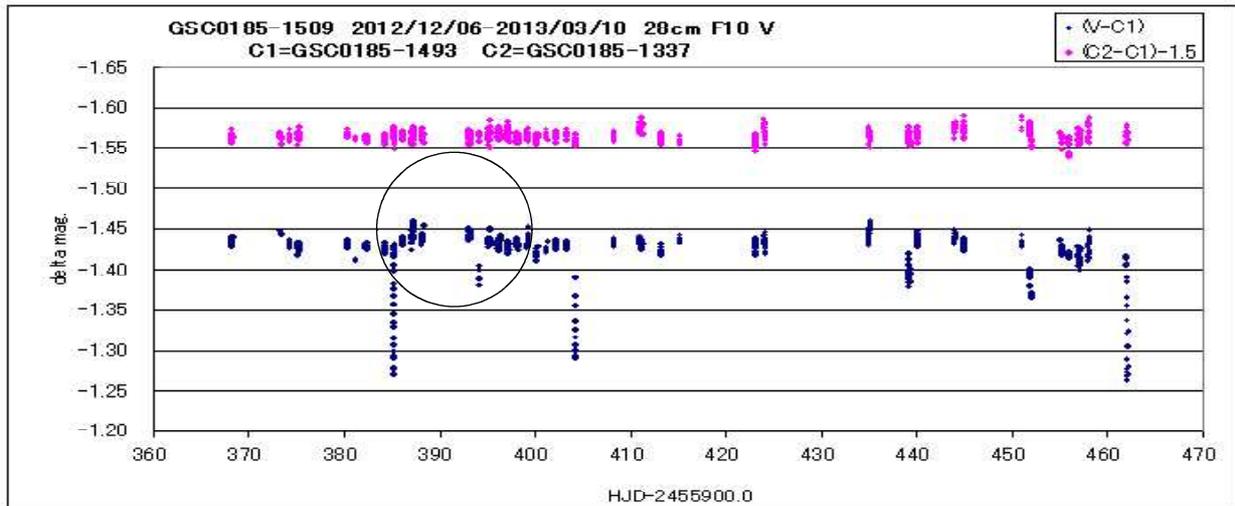
【グラフ 4】で、位相0.2付近にV-C1のようなずれもみられる。

同じ位相でのC2-C1についてみてみると、ずれははっきりとは現れてい

ないが、観測精度の限界に近い変化なので、C1 (GSC0185-1493)のわずかな変光か、V(GSC0185-1509)の食によらない固有の変光の可能性もある。

【グラフ 5】 28cm F10 V-filter

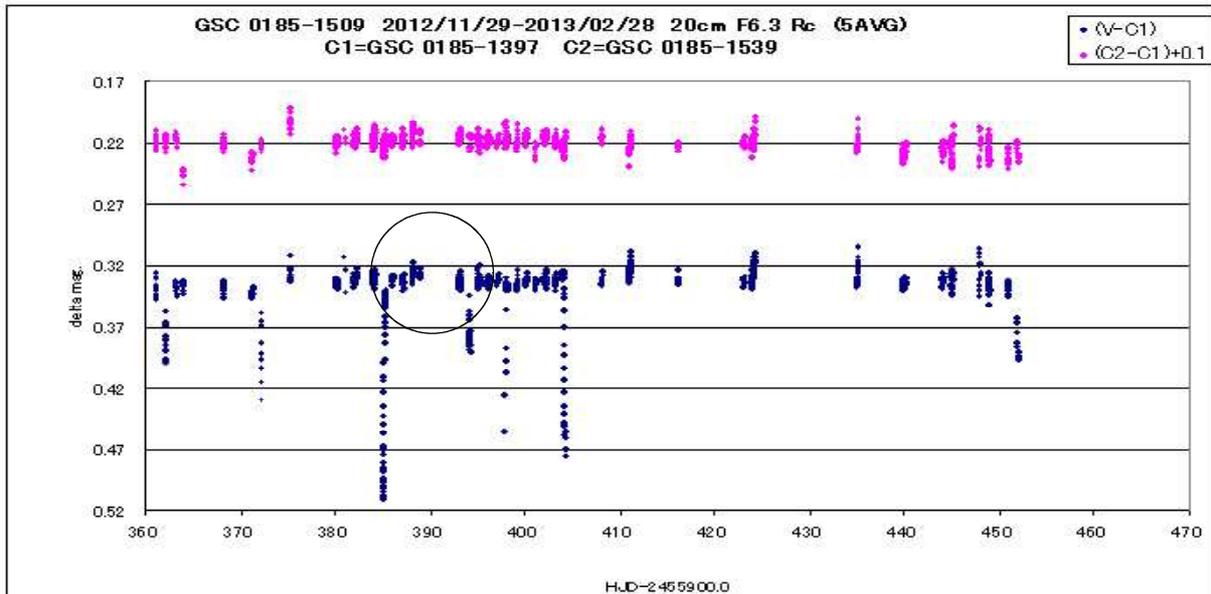
V =GSC0185-1509 C1=GSC0185-1493 C2=GSC0185-1337



横軸に HJD をとったグラフを描くと、V-C1 の食外の部分に微妙なうねりがあった。
C2-C1 に大きな変化がないことから、目的星の食に因らない固有の変動であると思われる。

【グラフ 6】 20cm F6.3 Rc-filter

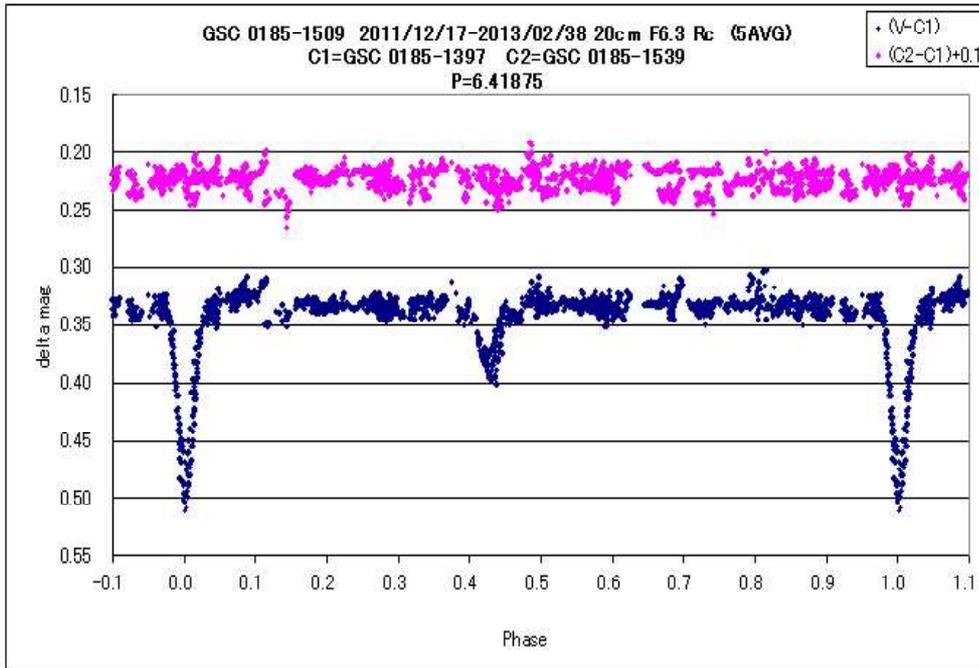
V =GSC0185-1509 C1=GSC0185-1397 C2=GSC0185-1539



グラフ 5 とは C1,C2 が異なるが、横軸 386 以降の部分に同じような傾向がみられる。

続いて、20cm F6.3 Rc による観測でも GSC0185-1509 の全位相をとらえることができた、Rc フィルターでは、主極小の深さは約 0.17 等、副極小は 0.07 等になった。

【グラフ 7】

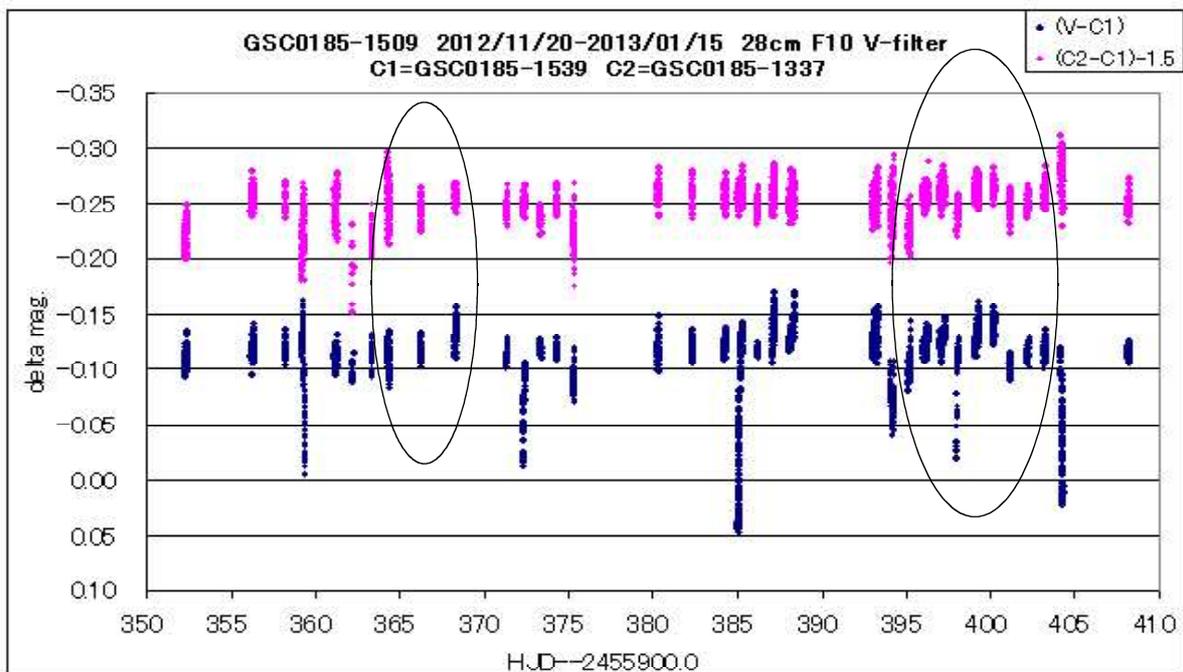


【グラフ 7】では、C2-C1 に顕著なずれがみられた。

原因として、C2 (GSC0185-1539) の変光の可能性が考えられる。

【グラフ 8】

V =GSC0185-1509 C1=GSC0185-1539 C2=GSC0185-1337



グラフ 8 は初期の測定結果で、現在使っている C1,C2 とは異なっている。このグラフでは横軸 364-368, 395-403 の部分で V-C1 と C2-C1 に相関がみられる。このことも、C1 である GSC0185-1539 の変光の可能性を示している。

6 まとめ

- (1) XZ CMi のチェック星として使っていた GSC0185-1509 は食連星であった。
 - a 周期は約 6.42 日
 - b 副極小は位相 0.43 付近。
 - c 主極小の深さは V で約 0.15 等、Rc で約 0.17 等。
 - d 副極小の深さは V で約 0.05 等、Rc で約 0.07 等。
 - e 食に因らない固有の変光が含まれる可能性がある。
- (2) GSC 0185-1397 にも変光の可能性はある。
- (3) GSC 0185-1493 にも変光の可能性はある。
- (5) GSC 0185-1539 にも変光の可能性はある。

未整約ではあるが、今期の後半には 36cm F7 V&Rc による観測を加えた。より精密な観測で何か分かればと思っている。

来期の観測では、主極小、副極小の全過程をとらえて、食の中心時刻を詳しく調べてみたい。

皆様からコメント等をいただければありがたいです。

赤澤秀彦 (akazawa_hide@mx1.tamatele.ne.jp)

VERA Observations of SiO Masers toward Symbiotic Binary System, R Aquarii

Cheulhong MIN^{1,2} and VERA project team²

¹*Department of Astronomical Sciences, Graduated University for Advanced Studies*

²*Mizusawa VLBI observatory, National Astronomical Observatory of Japan*

cheulhong.min@nao.ac.jp

Abstract

Multi-epoch phase-referencing VLBI observations by using VERA (VLBI Exploration of Radio Astrometry) of SiO masers were performed for the symbiotic binary system, R Aquarii (R Aqr). We measured parallax of $\pi = 4.59 \pm 0.24$ mas, corresponding to a distance of 218_{-11}^{+12} pc tracing one of $v = 2 J = 1 - 0$ SiO maser spots. This distance is consistent with earlier measurements, but yields the highest accuracy of about 5% level. In addition, we performed Markov Chain Monte Carlo (MCMC) simulation jointly fitted Doppler and Astrometry data to derive the orbital parameters. Preliminary result of orbital parameters showed the orbital period of 16571.46 days (45.3 yr), eccentricity of 0.36, inclination of 145.23° , and semi-major axis of 12.34 AU. By applying our parameter, permitted mass of white dwarf companion would be a mass range between 1.1 and 2.4 solar mass which is a over of Chandrasekhar limit (~ 1.4 solar mass) assuming that Mira variable in R Aqr has a mass range between 0.1 and 1.5 solar mass.

1. Introduction

The class of Symbiotic system is nowadays generally understood as interacting binary system comprised of a cool late-type star, which is a red giant or asymptotic giant branch star, and a hot compact companion, usually white dwarf or in a few cases of a low-mass main-sequence star. Phenomena caused by interaction between the components in symbiotic stars, such as accretion of the stellar material around the hot component with nova-like thermonuclear outburst, mass-loss from a giant star with colliding wind process, forma-

tion of bipolar photo-ionized planetary nebulae, and collimation of jet-like feature, give unique astrophysical laboratories to investigate the evolution of binary system (Kenyon 1986).

R Aquarii (R Aqr) is one of the most studied symbiotic stars composed of a Mira, long period variable, and a white dwarf companion. Interesting by R Aqr exhibits jet-like feature which is probably powered by accretion disk around white dwarf companion. This jet has been extensively observed in optical, radio, UV, and X-ray wavelengths and known to ex-

tend up to 2500 AU in North-East and South-West direction with a shock speed of about 235 - 285 km s⁻¹ (Nichols and Slavin 2009).

The large-scaled, extended inner and outer nebulae are also known in R Aqr. Solf and Ulrich (1985) carried out an extensive study of the nebulae using optical spectroscopy observations, and revealed that both nebulae had the same geometric structure resembling of a bipolar, hour-glass-like shape extending E-W direction for the outer nebula with an equatorial velocity of 55 km s⁻¹ and N-S direction for the inner nebula with an equatorial velocity of 32 km s⁻¹, respectively.

In addition, R Aqr is one of symbiotic stars that have circumstellar masers associated with Mira variables. Since the first detection of SiO maser in R Aqr by Lépine et al. (1978), there were several single-dish observational studies of 43, 86 GHz SiO masers as well as 22, 321 GHz H₂O maser. Moreover, high resolution VLBI observations were also performed by VLBA presenting a ring-like structure of 43 GHz SiO maser with approximately 30 mas diameter.

Ring-like structure of SiO masers in AGB star is general trend of emitting distribution in circumstellar envelope within the dust formation region, which is supposed to be attributable to the longer path of gas needed the physical conditions to form SiO maser. Among the "classical" circumstellar masers in AGB stars, SiO masers arise inside of dust formation and wind acceleration point, so that the monitor observation using VLBI technique is a powerful and unique tool for investigating the dynamics and physical conditions of AGB stars' extended atmosphere.

R Aqr orbital period of 44 years was proposed by Willson et al. (1981), who interpreted that the depressions of optical light curve in 1928-1934 and 1974-1978 were attributed to the obscuration of the Mira variable by an extended cloud of dust. Wide-range of radial velocity data were collected by McIntosh and Rustan (2007) in visual, Near-IR, and radio wavelengths from 1940. They extracted an orbital period of 34.6 years with an eccentricity of 0.52, and a projected semi-major axis of 3.5 AU. Subsequently, Gromadzki and Mikolajewska (2009) also extracted an orbital period of 43.6 years with an eccentricity of 0.25 modifying radial velocity data collected by McIntosh and Rustan (2007) complemented by additional radial velocity data. They obtained consistent orbital period with Willson et al. (1981).

2. Observations and Data Reduction

The observations of $v = 1 J = 1 - 0$ and $v = 2 J = 1 - 0$ SiO maser transitions were performed using VERA four stations from September 2005 to February 2013. Rest frequencies of 43.122079 GHz and 42.820582 GHz for $v = 1 J = 1 - 0$ and $v = 2 J = 1 - 0$ were adopted in this paper, respectively.

SiO masers around the target source, R Aqr ($\alpha_{J2000} = 23^{\text{h}}43^{\text{m}}49^{\text{s}}.4616$, $\delta_{J2000} = -15^{\circ}17'04''.202$) and the phase-referencing source J2348-1631 ($\alpha_{J2000} = 23^{\text{h}}48^{\text{m}}02^{\text{s}}.608532$, $\delta_{J2000} = -16^{\circ}31'12''.02226$) were observed simultaneously using the VERA dual-beam system. The separation angle between the target and reference source is about 1.6 degree. All the data reduction was performed using the National Radio Astronomy

Observatory (NRAO) Astronomical Image Processing System (AIPS).

3. Parallax Measurement

In order to estimate parallax, we assumed that the movement of SiO maser spot is summation of parallax motion and linear proper motion, and that accelerating or decelerating factor of binary motion is negligible for 1 year of 44 years orbit.

Among all the observations, we used the $V_{LSR} = -20.7 \text{ km s}^{-1}$ of $v = 2$ SiO maser spot to estimate parallax. We detected these spots in 8 epochs at 2005/270, 327, 358, 2006/045, 062, 128, 207, and 286, covering a period of about 1 years. In Figure 1, we present the position variations of $v = 2$, $J = 1 - 0$ SiO maser spots in $V_{LSR} = -20.7 \text{ km s}^{-1}$ with the best fitting parallax and proper motion results presented by solid curve. Table 1 shows the summary of parallax and linear proper motion results with given uniform weights in right ascension and declination. By giving position errors of $\sigma_{RA} = 0.430 \text{ mas}$ and $\sigma_{Dec} = 0.434 \text{ mas}$ obtained by reduced chi-square fitting, we obtained the parallax of $\pi = 4.59 \pm 0.24 \text{ mas}$, corresponding to a distance of $218_{-11}^{+12} \text{ pc}$, and the linear proper motions are $\mu_{\alpha}^* = 37.13 \pm 0.47 \text{ mas yr}^{-1}$ and $\mu_{\delta} = -28.62 \pm 0.44 \text{ mas yr}^{-1}$, respectively.

4. Position variation of Mira component

High resolution VLBI observations verified that SiO masers in AGB stars tend to occur in clumpy and do lie within the dust formation region, which is located a few stel-

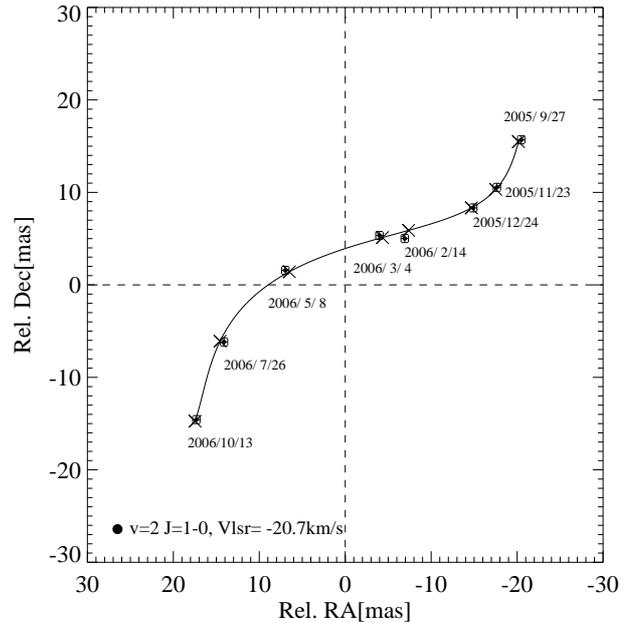


Fig. 1. Variations of $v=2$ $J=1-0$ ($V_{LSR}=-20.7 \text{ km s}^{-1}$) SiO maser spots and best fitted parallax result. The tracking center is $(\alpha, \delta)_{J2000} = (23^{\text{h}}43^{\text{m}}49^{\text{s}}.4736, 17^{\circ}04'36.20)$. The filled circles with error bars of 0.430 and 0.434 mas in RA and Dec (see text) indicate presented maser positions, and cross symbols are represented predicted positions

lar radii away from the star and is in the form of ring-like structures. We assume that the center of circular fitting from SiO maser distributions coincides with the position of the central star, and estimate the stellar positions by circular fitting from both $v = 1$ and $v = 2$ SiO maser spots. Obtained center positions of each epochs from 2005 to 2013 are totally 13 epochs in our observations. Figure 2 shows one of the recent phase-referencing image of SiO maser distribution with the best fitting circle.

5. Preliminary orbital parameters of R Aqr

For estimating orbital parameters, we used Markov Chain Monte Carlo (MCMC)

Table 1. Parallax and linear proper motion of SiO v=2 J=1-0 maser spot

V_{LSR}	π	Distance	μ_{α}^*	μ_{δ}	NOTE
[km/s]	[mas]	[pc]	[mas/yr]	[mas/yr]	[mas]
-20.7	4.65 ± 0.29	215_{-13}^{+15}	37.08 ± 0.53	-	$\sigma_{RA}=0.430$
	4.38 ± 0.53	228_{-25}^{+32}	-	-28.56 ± 0.49	$\sigma_{Dec}=0.434$
	4.59 ± 0.24	218_{-11}^{+12}	37.13 ± 0.47	-28.62 ± 0.44	-

Table 2. Median and Best values with 68% confidence interval for R Aqr orbital parameters resulting from MCMC simulation

Parameters	Best Value	Median (68% CI)
T_0 [JD]	2442168.5	24421560_{-369}^{+384}
P [days]	16571.5	16606_{-384}^{+466}
e	0.36	$0.34_{-0.046}^{+0.045}$
ω [°]	49.34	$49.9_{-7.1}^{+9.9}$
a [AU]	12.34	$12.3_{-1.4}^{+1.5}$
i [°]	145.23	$146.1_{-4.5}^{+4.7}$
Ω [°]	130.30	$133.3_{-7.9}^{+8.0}$
π [mas]	4.59 ± 0.23	-

technique to jointly conduct radial velocity data and VLBI Astrometry data. During the last decade, MCMC method has been applied successfully to several astronomical data and problems, including exoplanet survey. Radial velocity data were taken from the recent paper, by Gromadzki & Mikolajewska (2009), which is most recent RV collecting paper as well as Nobeyama observation data (Ukita et al. in prep). Combining our VLBI astrometry data, we performed MCMC simulation.

As a result, summary of our preliminary orbital parameter result is shown in Table 2 with the best values and median with 68% confidence level. We can derive full orbital parameters without any ambiguity and divide inclination information.

6. Mass estimation for White Dwarf companion

One of striking result in our simulation is that the orbital inclination in this system is presented about 145° . This result is quite different from previous reported inclination of 72° by Solf & Ulrich (1985) coming from the morphology of nebula shape. By adopting our orbital parameters, the mass function of $f(M) = 0.169$ solar mass with best orbital parameter values. From mass function, we can derive the permitted mass for white dwarf companion with the assumption of Mira mass range between 0.1 and 1.5 solar mass. Expected white dwarf mass is about about 1.1 to 2.4 solar mass which is over the Chandrasekhar limit. The critical mass for Mira with Chandrasekhar limit of white dwarf is about 0.39 solar mass, which is lower than lower limit of core-mass of Mira variable.

If our inclination estimation is true, R Aqr system can be a progenitor of Type I supernova in terms of inclination result. We need to carefully analysis our data also consider how this system (White dwarf companion) can be become to grow over the Chandrasekhar limit.

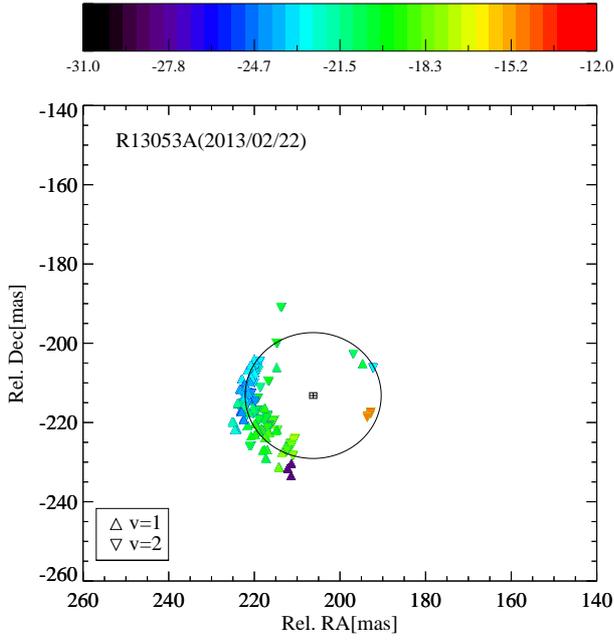


Fig. 2. Distribution of phase-referencing SiO maser spots toward R Aqr and fitted circle from the maser spots at 2013/053. The upward triangles are represented the $v=1$ $J=1-0$ transition and the downward triangles are represented the $v=2$ $J=1-0$ transition. The tracking center is $(\alpha, \delta)_{J2000} = (23^{\text{h}}43^{\text{m}}49^{\text{s}}.4736, 17^{\circ}04''3620)$. The top color bar denoted the LSR velocity range of -12 to -31 km s^{-1} .

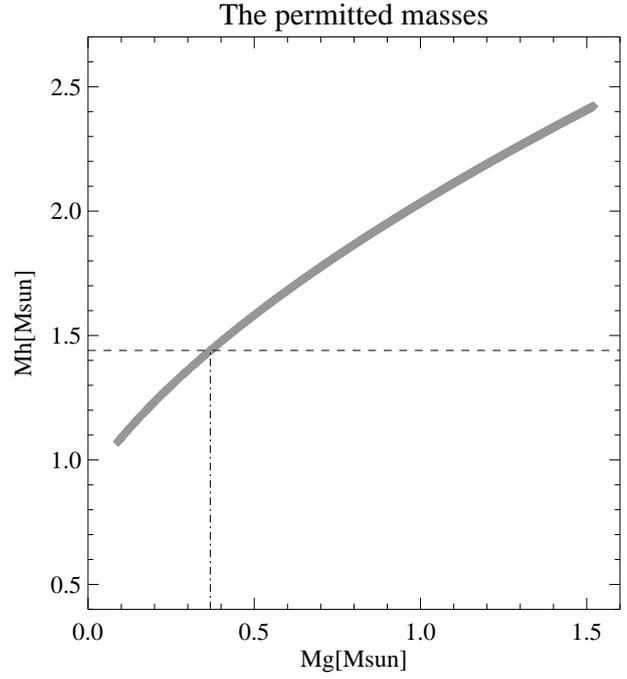


Fig. 3. The permitted component masses constrained by the mass function. X-axis is the assumed mass for Mira range from 0.1 to 1.5 solar mass. Y-axis is the mass of WD companion. The gray line is the permitted WD masses. The dashed line indicates the Chandrasekhar limit of 1.44 solar mass, and the dashed-dot line indicates the critical mass of Mira of 0.39 solar mass in the case of Chandrasekhar mass of WD companion.