かなた望遠鏡による
矮新星 V455 And の降着円盤の時間変化の研究

広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻
M076759
松井理紗子
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室
主査：山下卓也　副査：山本一博

2009 年 2 月 10 日

概 要

本論文では、WZ Sge 型矮新星 V455 And の可視光・近赤外線同時測光観測の結果と、その観測データを用いた矮新星の放射機構や、スーパーハンプ・早期スーパーハンプに付随した温度・放射面積の時間変動についての解析結果を報告する。

矮新星は激変星の一種であり、白色矮星と赤色主系列星からなる近接連星系で、伴星からの質量降着によってできた降着円盤の不安定性が原因で周期的な爆発を起こす。WZ Sge 型矮新星の特徴は数年—数十年に 1 度スーパーアウトバーストと呼ばれる爆発を起こし、その初期に早期スーパーハンプと呼ばれる周期的な光度の短時間変動を起こすことである。爆発頻度が低く観測例が少ないことから、早期スーパーハンプの起源はよくわかっていない。よって今回の研究では、初めて WZ Sge 型矮新星のスーパーアウトバーストを可視光から近赤外線の波長域で同時に測光観測することによって、今まで得られなかった放射領域の温度や面積を求めることを目的とした。

V455 And は 2002 年にハンブルグ天文台でのクエーサーサーベイで激変星候補天体として発見された。その後 2007 年 9 月 4 日に増光していることが発見され、東広島天文台かなた望遠鏡で V、J、K_s バンド、岡山天体物理観測所 MITSuME 望遠鏡で g'、Rc、Ic バンドと可視光から近赤外までの計 6 バンドで測光観測を開始した。増光は 9 月 5 日に極大を迎えてその後、減光に転じた。今回の観測によって WZ Sge 型矮新星特有の早期スーパーハンプが検出され、この現象が WZ Sge 型矮新星のスーパーアウトバーストと確認された。早期スーパーハンプは極大から 7 日間ほど観測され、その後は通常のスーパーハンプが現れた。9 月 23 日頃には急に大きく減光し、スーパーアウトバーストが終了した。その後は再増光することなくゆるやかに減光した。WZ Sge 型矮新星のアウトバーストを早期から終了後までの期間、可視光・近赤外線域の 6 バンドで観測されたのは今回が初めてである。6 バンドの色の変化から、アウトバースト中の天体の放射機構や温度変化などを調べた。アウトバースト中の可視域の放射は 11,000—13,000 K の黒体放射でほぼ再現できる。しかし近赤外線域では超過成分があり、黒体放射 1 成分だけでは説明できない。この天体の連星軌道面の傾斜角が大きいことを考えると、この超過成分は円盤大気の光学的に薄い領域からの熱制動放射である可能性が高い。

黒体放射温度はアウトバースト終了と同時に急激に低下したが、放射面積はゆるやかな減少を続けた。これは、アウトバースト中は高温だった光学的に厚い円盤が、アウトバーストが終了して低温になったが、大量のガスがまだ円盤に残っている状態にあったことを示唆している。

スーパーハンプは解析の結果、黒体放射温度が極大を迎えて減少傾向になってから放射面積が極大を向かえていた。これは、降着円盤の加熱と膨張による冷却の過程をみていると推測される。早期スーパーハンプは、極大光度の時に色が最も青くなっておりハンプ成分が比較的低温であることがわかった。これらの観測結果は、早期スーパーハンプとスーパーハンプでは放射機構が異なっている可能性を示唆している。特に、早期スーパーハンプ成分の温度が低いことは、この現象が円盤外縁部の低温領域が垂直方向に膨張していることを示唆する。

目 次

第 1 章　序論 **7**

1.1　矮新星 7

1.1.1　矮新星とは 7

1.1.2　静穏時と爆発時の放射機構 8

1.1.3　SU UMa 型矮新星のスーパーアウトバーストとスーパーハンプ . . . 10

1.2　降着円盤の不安定性理論 11

1.2.1　熱不安定性 11

1.2.2　潮汐不安定性 12

1.2.3　熱—潮汐不安定性 13

1.3　WZ Sge 型矮新星 15

1.3.1　再増光 16

1.3.2　早期スーパーハンプ 17

1.4　現状の問題点と本研究の目的 19

1.5　本研究の観測対象 V455 And 19

第 2 章　観測 **21**

2.1　観測装置 21

2.1.1　かなた望遠鏡 21

2.1.2　TRISPEC 22

2.1.3　岡山 MITSuME 望遠鏡 23

2.2　観測方法 24

2.2.1　観測記録 24

2.2.2　画像の校正 27

2.2.3　開口測光 28

2.2.4　相対測光 29

第 3 章　結果 **32**

3.1　アウトバースト全体の挙動 32

3.2　短時間変動の挙動 37

3.3　早期スーパーハンプとスーパーハンプの色指数と SED 39

第 4 章　議論 **45**

4.1　無変動成分を考慮した場合の短時間変動の解析 45

4.2　アウトバースト後の黒体放射成分と再増光現象の関係 49

4.3　早期スーパーハンプの起源 50

4.4 スーパーハンプの観測結果と過去の理論計算の比較 50

第 5 章 まとめ **52**

付 録 A 光度曲線 **53**

付 録 B 色指数 **60**

付 録 C 一日平均 SED **65**

図 目 次

1.1 矮新星 7
1.2 矮新星 Z Cha のアウトバースト中の降着円盤表面の輝度分布 9
1.3 矮新星 Z Cha のアウトバースト中の降着円盤の温度分布 9
1.4 矮新星 Z Cha の静穏時の降着円盤の温度分布 9
1.5 VW Hyi のノーマルアウトバーストとスーパーアウトバーストの光度曲線 . 10
1.6 矮新星降着円盤の密度と質量降着率の熱平衡曲線 11
1.7 楕円円盤の SPH 法によるシミュレーション結果 12
1.8 SU UMa 型矮新星 VW Hyi の降着円盤の熱—潮汐不安定性モデルによる数値シミュレーション 14
1.9 WZ Sge 型矮新星のスーパーアウトバーストの光度曲線 16
1.10 早期スーパーハンプの光度曲線 18

2.1 かなた望遠鏡 21
2.2 MITSuME 望遠鏡 23
2.3 バイアス+ダーク画像 27
2.4 フラット画像 27
2.5 天体画像 28
2.6 開口測光 29

3.1 アウトバースト全体の光度曲線と色の変化 32
3.2 SED とその最適モデル 34
3.3 アウトバースト全体の放射機構の温度と放射面積の変化 36
3.4 時刻 $T = 3$ と $T = 5$ の日の早期スーパーハンプの光度曲線 37
3.5 時刻 $T = 12$ と $T = 14$ のスーパーハンプの光度曲線 38
3.6 周期でたたみこんだ早期スーパーハンプの光度曲線と色 39
3.7 周期でたたみこんだスーパーハンプの光度曲線と色 40
3.8 短時間変動における黒体放射成分の変化 41
3.9 黒体放射の温度と放射領域の関係 43

4.1 短時間変動の極大と極小の時の変動成分の SED とその最適モデル 46
4.2 光度と色変化に伴った変動成分の温度と放射面積の変化 48
4.3 潮汐限界半径、3:1 共鳴半径と質量比の関係 49
4.4 スーパーハンプ光源のモデル図 51

A.1 光度曲線 53
A.2 9 月 5 日 54

A.3 9月7日 54
A.4 9月8日 54
A.5 9月10日 54
A.6 9月11日 54
A.7 9月12日 54
A.8 9月13日 55
A.9 9月14日 55
A.10 9月17日 55
A.11 9月18日 55
A.12 9月19日 55
A.13 9月20日 55
A.14 9月21日 56
A.15 9月22日 56
A.16 9月25日 56
A.17 9月26日 56
A.18 9月27日 56
A.19 9月30日 56
A.20 10月3日 57
A.21 10月4日 57
A.22 10月5日 57
A.23 10月6日 57
A.24 10月13日 57
A.25 10月15日 57
A.26 10月16日 58
A.27 10月17日 58
A.28 10月19日 58
A.29 10月20日 58
A.30 10月23日 58
A.31 10月24日 58
A.32 10月27日 59
A.33 10月30日 59

B.1 色指数の変化 60
B.2 9月5日 61
B.3 9月8日 61
B.4 9月10日 61
B.5 9月11日 61
B.6 9月12日 61
B.7 9月13日 61
B.8 9月14日 62
B.9 9月19日 62
B.10 9月21日 62

B.11 9月25日 62
B.12 9月26日 62
B.13 9月26日 62
B.14 10月5日 63
B.15 10月14日 63
B.16 10月15日 63
B.17 10月16日 63
B.18 10月17日 63
B.19 10月20日 63
B.20 10月21日 64
B.21 10月23日 64
B.22 10月24日 64
B.23 10月27日 64
B.24 10月28日 64
B.25 10月30日 64

C.1 9月10日 65
C.2 9月12日 65
C.3 9月13日 65
C.4 9月14日 65
C.5 9月18日 66
C.6 9月19日 66
C.7 10月5日 66
C.8 10月15日 66
C.9 10月16日 66
C.10 10月19日 66
C.11 10月20日 67
C.12 10月23日 67
C.13 10月27日 67

表 目 次

2.1 かなた望遠鏡の仕様 22
2.2 TRISPEC の撮像形態仕様 22
2.3 岡山 MITSuME 望遠鏡の仕様 23
2.4 3 バンド同時撮像カメラの仕様 24
2.5 観測スペック 24
2.6 かなた望遠鏡による観測記録 25
2.7 岡山 MITSuME 望遠鏡による観測記録 26
2.8 比較星等級 30

第1章　序論

1.1　矮新星

1.1.1　矮新星とは

矮新星とは激変星の一種であり、ある日突然明るくなる。この爆発はアウトバーストと呼ばれ、周期的なものである。その増光間隔は数週間から数 10 年までと幅広い。そして、その増光振幅は 2 — 8 等程である。

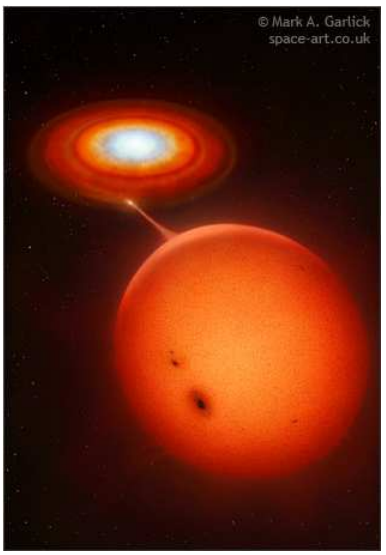

図 1.1: 矮新星の想像図*
主星である白色矮星と伴星である主系列星の近接連星系で、伴星からの質量流出によって主星のまわりに降着円盤をつくっている。

激変星は、白色矮星と低質量主系列星から成る近接連星系である。矮新星では、白色矮星と主系列星が近接しすぎたため、白色矮星の強い重力により主系列星の大気から白色矮星へ向けてガスが流出する。流出したガスは白色矮星の方向へ流れていくが、ガス自身が白色矮星に対して角運動量を持っているため、まっすぐに白色矮星に落ちずに一旦、白色矮星の周りを回る円盤をつくる。これが降着円盤である。この降着円盤では通常、中心星である白色矮星の重力と降着物質の回転の遠心力がほぼ釣り合った状態にある。このような円盤ではケプラーの第三法則により、中心星に近いところほど回転速度が大きくなる差

*⟨http://www.space-art.co.uk/⟩

動回転をしている。つまり、円盤の内側のガスは外側のガスより速く回転している。このため、隣り合ったガス同士に摩擦力が働き、内部のガスは角運動量を失って白色矮星へ向かって落ちていく。

1.1.2 静穏時と爆発時の放射機構

矮新星は、増光していない静穏時に分光観測をすると輝線が検出される。しかしアウトバースト中は、その輝線が吸収線に変わる (Horne et al., 1990)。静穏時には、主系列星から流出したガスが降着円盤に衝突する場所であるホットスポットからの熱制動放射が、支配的だと考えられている。よって、静穏時にホットスポットや降着円盤の光学的に薄い部分からの放射が支配的だったことに対して、アウトバーストすると降着円盤が光学的に厚くなるためにスペクトルが変化すると考えられている。

この増光中の降着円盤は、標準モデルによって説明できる (Shakura, Syunyaev, 1973)。標準モデルでは、差動回転による粘性によって解放されたエネルギー $Q^{+}_{vis}(r)$ は、放射エネルギーに変換される。このような状態が実現するためには放射冷却が有効に働く条件下で、ガス密度の高い降着円盤が必要である。したがって、降着円盤は光学的に厚くなり黒体放射で光るとされる。

この時、開放される重力エネルギーと放射されるエネルギーが等しいので

$$Q^{+}_{\rm vis}(r) = \frac{3}{8\pi}\frac{GM\dot{M}}{r^3}(1-\sqrt{\frac{r_{\rm in}}{r}}) = \sigma T^4_{\rm eff}$$

が成り立つ。ここで $T_{\rm eff}$ は降着円盤の表面温度、M は白色矮星の質量、$\dot{M}$ は伴星からの質量降着率、r は降着円盤の半径、$r_{\rm in}$ は降着円盤の内縁半径である。これより $r \gg r_{\rm in}$ のとき、降着円盤の温度は、以下の関係をもつ。

$$T_{\rm eff} \propto r^{-\frac{3}{4}}\dot{M}^{\frac{1}{4}}M^{\frac{1}{4}}$$

よって、質量降着率が大きくなる程、降着円盤の温度は高くなる。また、降着円盤の中心にいくほど急激に温度が上昇するという関係がある (Kato et al., 1998)。

図 1.2 は、矮新星 Z Cha のアウトバーストしたときの降着円盤の輝度分布である (Horne, Cook, 1985)。U、B、V バンドの食光度曲線の観測の結果よりエクリプスマッピングを用いて求められた。エクリプスマッピングは、連星の軌道傾斜角が大きな系、すなわち降着円盤を水平方向からみている系では、降着円盤と主星が伴星に隠されることによって観測される食の形状から、降着円盤の輝度分布を再構成する手法である。この図 1.2 より降着円盤の中心ほど明るくなっていることがわかる。

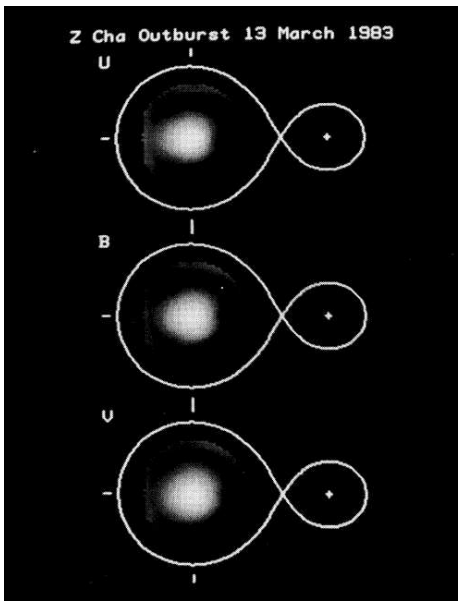

図 **1.2:** 矮新星 **Z Cha** のアウトバースト中の降着円盤表面の輝度分布

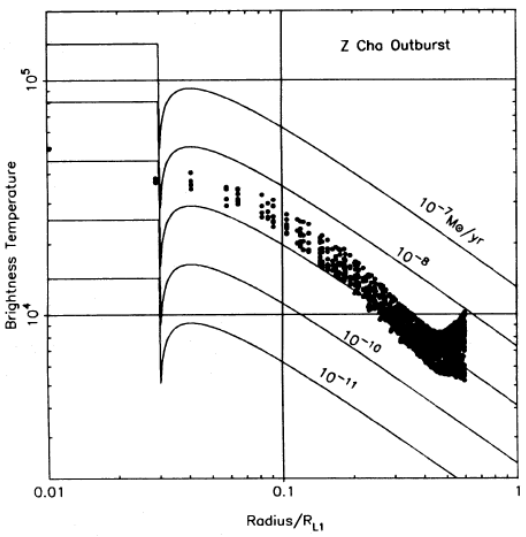

図 **1.3:** 矮新星 **Z Cha** のアウトバースト中の降着円盤の温度分布

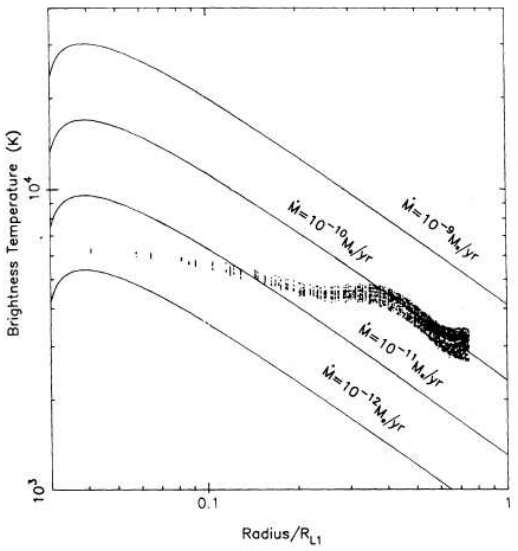

図 **1.4:** 矮新星 **Z Cha** の静穏時の降着円盤の温度分布

また、図 1.2 を降着円盤の中心からの距離の関数として、その表面温度を表したものが図 1.3 (Horne, Cook, 1985) と、図 1.4 (Wood et al., 1986) である。それぞれ同じ矮新星 Z Cha のアウトバースト時と静穏時の解析結果を示している。縦軸と横軸は、それぞれ放射温度と降着円盤中心からの距離をあらわしている。点が観測値で、実線が各質量降着率での標準円盤モデルである。図 1.3 によると、観測された温度分布は伴星からの質量降着率が $\dot{M} \sim 2 \times 10^{-9}$ $\mathrm{M}_\odot/\mathrm{yr}$ の標準円盤モデルの予言とあっている。一方、静穏時の結果である図 1.4 では降着円盤の中心部で標準モデルからずれている。これらの図からもアウ

トバースト中は降着円盤が標準モデルで表され、また静穏時ではアウトバースト中とは異なる放射機構にあることがわかる。

1.1.3 SU UMa 型矮新星のスーパーアウトバーストとスーパーハンプ

矮新星の特徴は、増光を周期的に繰り返すことである。その爆発の平均間隔は星毎に異なっており、ある程度までわかっている。また、現在まで多くの測光観測から、矮新星の増光時の光度曲線が極めて多様性に富むことがわかっている。

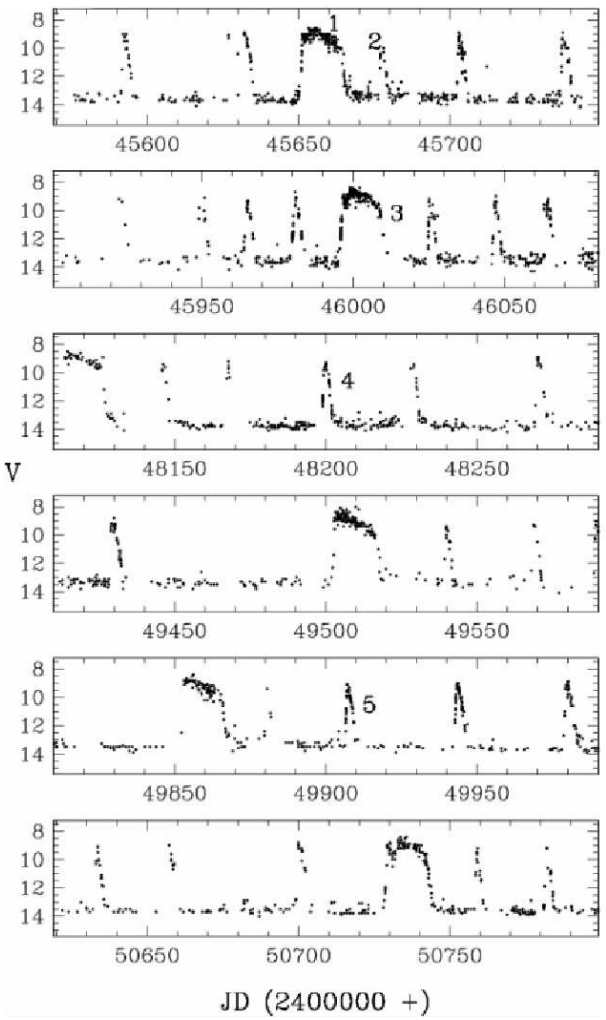

図 1.5: VW Hyi のノーマルアウトバーストとスーパーアウトバーストの光度曲線 (Schreiber et al., 2004)

図 1.5 は、矮新星 VW Hyi の 1983 年 8 月末から 1997 年 12 月中旬までのある期間の光度曲線を示している。縦軸は V バンド等級で、横軸はユリウス日を表している。1 パネルに約 180 日間の観測記録をのせている。この図からわかるように、VW Hyi は 2 種類の爆発をする。ひとつは通常の矮新星のアウトバーストと同様のものである。もうひとつは通常

のアウトバーストに比べて爆発の極大光度が明るく、継続時間が長いスーパー アウトバーストという現象である。このような 2 種類の爆発を起こす矮新星は SU UMa 型矮新星として分類されている。これらのアウトバーストの原因は降着円盤の不安定性だと考えられている。また、アウトバーストが 2 種類ある原因はアウトバースト時の降着円盤の半径の違いにあると考えられている。

1.2 降着円盤の不安定性理論

矮新星のアウトバーストは、降着円盤の熱不安定性と潮汐不安定性が原因だと考えられている (Osaki, 1996)。

1.2.1 熱不安定性

Hōshi (1979) によって、降着円盤の熱不安定性が発見された。矮新星の降着円盤の外縁部では円盤の温度が数千度で、これは水素が電離状態から中性状態に遷移する温度である。この様な場合、降着円盤の構造は、円盤の温度が 1 万度以上で水素が完全電離状態していて高い粘性をもつ状態と、温度が数千度以下で水素が中性状態になっていて低い粘性を持つ状態 2 つの安定状態がある。そして、その 2 つの中間の状態は熱的に不安定になり、円盤は 2 つの平衡状態を行き来する緩和振動を起こすと考えられている。

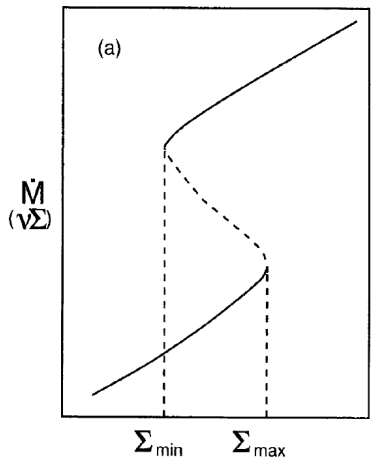

図 **1.6:** 矮新星降着円盤の密度と質量降着率の熱平衡曲線 **(Osaki, 1996)**

図 1.6 は矮新星の降着円盤での熱平衡曲線で、 2 種の安定状態を実線で表している。横軸は降着円盤の密度で、縦軸は主系列星から白色矮星への質量降着率である。温度が低い時、水素は中性であり円盤の粘性は低い。降着円盤にガスが溜まることによって徐々に密度が上がり、限界密度 $\Sigma_{\rm max}$ までくると急に高温で水素が電離した状態に遷移する。そして、徐々に密度が下がっていき、また限界密度 $\Sigma_{\rm min}$ まで来ると元の状態に戻る。矮新星のアウトバーストは粘性が大きく温度が高い降着円盤に相当し、この理論によって矮新星の増光間隔や振幅が説明される。

1.2.2 潮汐不安定性

Vogt (1974) はスーパーアウトバースト中に、連星の軌道周期より約 3 パーセント程長い周期の光度の短時間変動を発見した。この周期変動はスーパーハンプと呼ばれている。その後の観測から、スーパーアウトバースト時には必ずスーパーハンプが表れることがわかっている。Vogt (1982) ではスーパーハンプの詳細な分光観測により、降着円盤が離心楕円円盤に変形して歳差運動しているため、スーパーハンプ周期が軌道周期より長くなるという考えが発表された。その後、降着円盤の食を用いた解析から、スーパーアウトバースト時に降着円盤が離心楕円円盤になっていることが確認された (例えば、Hessman et al. 1992; Bruch et al. 1996)。

一方で Whitehurst (1988) は、SPH 法による降着円盤の数値シミュレーションから、降着円盤が離心楕円円盤に変形することを示した。彼らは質量比 $q(\equiv M2/M1$; $M1$、$M2$ はそれぞれ主星と伴星の質量$) = 0.15$ 以下の連星で、降着円盤が伴星からの潮汐力の影響で変形して歳差運動することを発見した。図 1.7 はその結果の一例である。

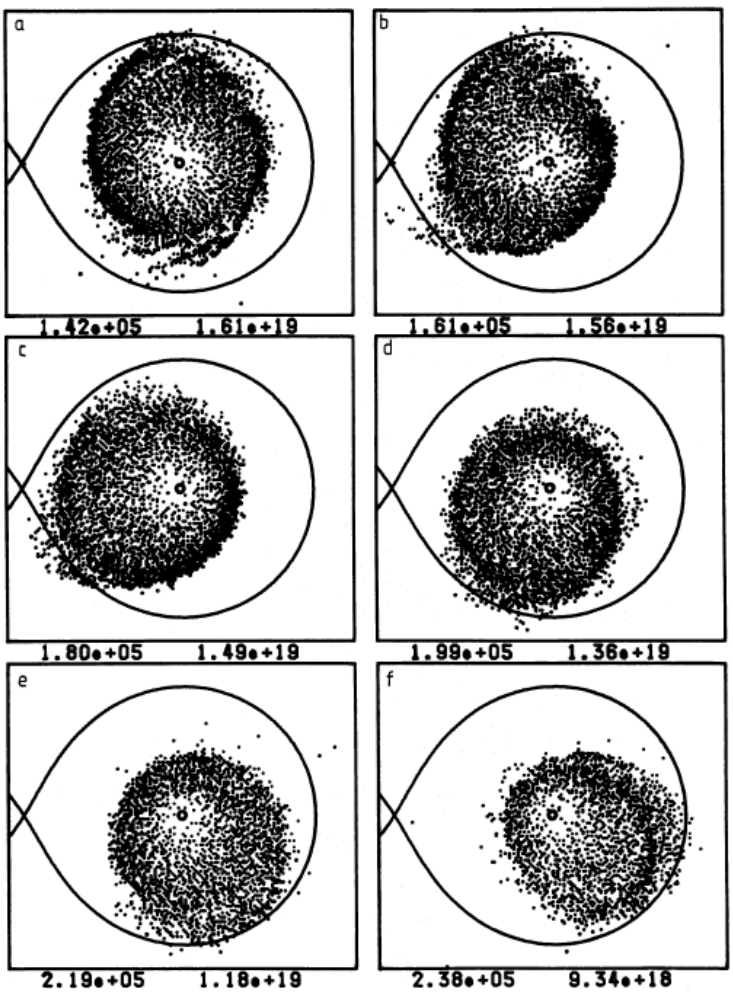

図 1.7: 楕円円盤の SPH 法によるシミュレーション結果 (Whitehurst, 1988)

図 1.7 は、スーパーアウトバースト中の降着円盤のシミュレーション結果である。降着円盤が離心楕円円盤に変形し、楕円成分が連星系座標内を伝搬していく様子が示されている。この楕円円盤への変形は、伴星からの潮汐力の影響で起こるために、潮汐不安定性と呼ばれている。またこの不安定性は、伴星の公転周期と降着円盤内のガスの公転周期が 3:1 の共鳴によって起こることが発見された (Hirose, Osaki, 1990)。この 3:1 共鳴が起こる半径は連星間距離の約 0.47 倍であり、降着円盤がその半径に達するためには、連星系での伴星 (低質量主系列星) の質量 $M2$ と主星 (白色矮星) の質量 $M1$ の比 $q(= M2/M1)$ が、約 0.25 以下であることが必要になる。白色矮星の典型的な質量は、太陽質量からその 8 割程度なので、主系列星の質量が 0.2—0.25 太陽質量以下であることを意味する。伴星質量がそれより大きいと、潮汐不安定性は働かない。伴星が小さいことは連星周期が短いことを意味する。このため潮汐不安定性理論は、連星周期が 3 時間以下の天体にしか SU UMa 型矮新星が見つかっていないことを説明する。円盤が潮汐不安定により離心楕円円盤に変形すると、潮汐摩擦の働きにより円形の円盤よりも多くの角運動量が引き抜かれる。それによって円盤はより明るく輝くと考えられる。

1.2.3 熱—潮汐不安定性

これらの不安定性を組み合わせて、熱—潮汐不安定性理論が提案された (Osaki, 1996)。

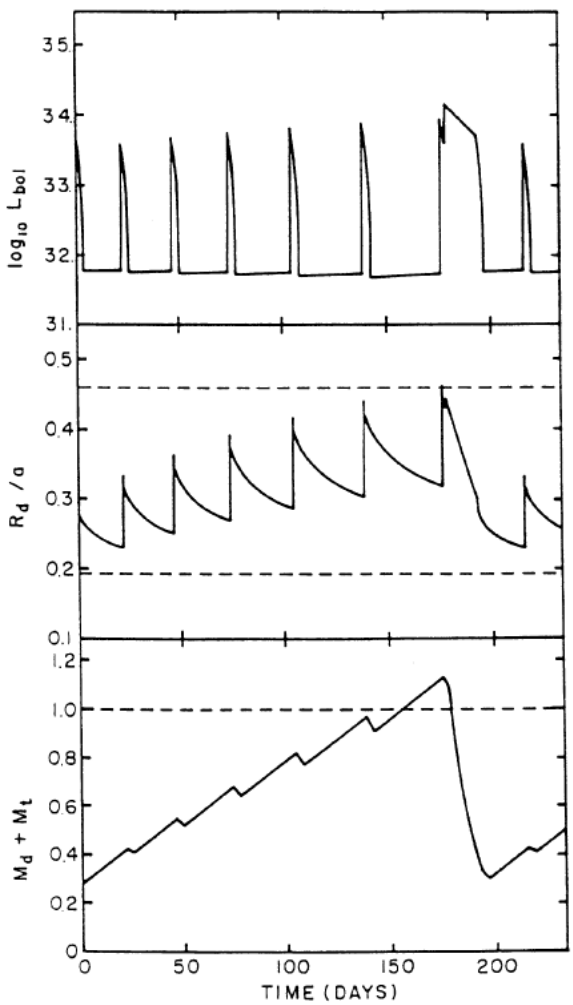

図 1.8: SU UMa 型矮新星 VW Hyi の降着円盤の熱—潮汐不安定性モデルによる数値シミュレーション (Osaki, 1996)

図 1.8 は Osaki (1996) による熱—潮汐不安定モデルのシミュレーション結果である。3 つのパネルは、それぞれ上から光度、連星間距離に対する降着円盤の半径、降着円盤の質量の時間変化を示している。スーパーアウトバーストが終了した直後は、降着円盤の半径は最も小さい。その場合、熱不安定性は起こっても潮汐不安定性は発生しない。従って爆発の規模は大きくならず、ノーマルアウトバーストとなる。もし 1 回のノーマルアウトバースト中に降着するガスの質量が、それまでに伴星から輸送される質量よりも少ない場合、ノーマルアウトバーストを繰り返しながら、降着円盤は質量と角運動量を貯めることができる。その結果、降着円盤半径は大きくなりやがて 3:1 共鳴の臨界半径に達する。そのとき潮汐不安定が発生する。これがスーパーアウトバーストの始まりである。一度、熱不安定に加えて潮汐不安定が起こると、潮汐摩擦によって降着円盤内の角運動量がノーマルアウトバーストの時よりも多く引き抜かれる。その結果、降着円盤内部の角運動量が減り、より多くの物質が中心天体に降着して、より明るく輝く。スーパーアウトバースト終了後

には、半径の小さな降着円盤に戻り、そしてこのサイクルを繰り返す。

最近でも SPH 法によるスーパーアウトバーストの数値シミュレーションが盛んに行われているが (例 ; Smith et al. 2007)、一方で一般的な流体シミュレーションでは離心楕円円盤は再現されず、長年未解決の問題とされてきた。しかしごく最近、Kley et al. (2008) がこれに成功し、歳差運動する離心楕円円盤が再現された。以上の研究から、スーパーハンプの周期が連星の軌道周期より 3 パーセント程長い原因は、歳差運動する離心楕円円盤にあることがほぼ確立された。

しかし、スーパーハンプには未だ未解明な部分がある。スーパーハンプ周期は常に一定ではなく、時間と共に変化することが知られている (Ishioka et al., 2003)。しかし、その周期変化の原因はよくわかっていない。また、現在の理解ではスーパーハンプも降着円盤の粘性加熱による光度変化とされているが、実際にどのように加熱されてその後冷却されるのか、観測的にも理論的にも明らかになっていない。例えば、Hassall (1985) では、SU UMa 型矮新星 EK TrA の観測からスーパーハンプの光源は $\sim$5,700 K だと報告されている。しかし Smak (2005) は、理論的にスーパーハンプの光源の温度は $15,000 - 20,000$ K または $25,000 - 30,000$ K としており、スーパーハンプ光源の温度については観測と理論が矛盾している。

1.3 WZ Sge 型矮新星

WZ Sge 型矮新星は、SU UMa 型矮新星の一種である。この天体の特徴は、ノーマルアウトバーストをせずスーパーアウトバーストのみ起こすことである。そして、そのスーパーアウトバーストの周期は数年から数十年と長く、スーパーアウトバーストの初期に早期スーパーハンプと呼ばれる連星軌道周期と同じ周期の光度変化が表れることである。また WZ Sge 型矮新星の中には、スーパーアウトバーストを起こして一度急速に減光した後に再び増光する現象を起こす天体もある。これらの WZ Sge 型矮新星に特有の現象は、いずれも現在の熱—潮汐不安定モデルでは説明することができず、その原因は謎のままである。

1.3.1 再増光

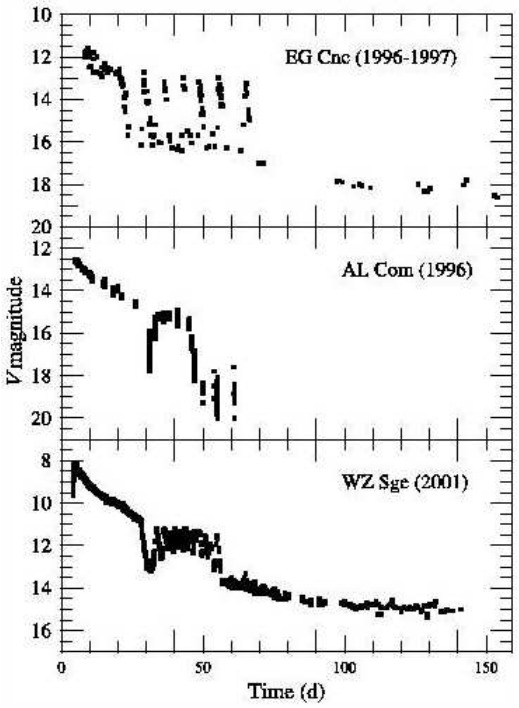

図 1.9: WZ Sge 型矮新星のスーパーアウトバーストの光度曲線 (Kato et al., 2004)。

図 1.9 は上のパネルから、WZ Sge 型矮新星である EG Cancri、AL Comae、WZ Sagittiae の近年のスーパーアウトバーストの光度曲線を示している。これらの天体は図 1.9 からわかるようにいずれも再増光を起こしている。増光してから急速減光するまではどの天体の光度曲線も似ているが、その後の再増光の光度曲線はとても個性的である。図 1.9 上段パネルの 1996—1997 年の EG Cnc のスーパーアウトバーストでは、急速減光の 5 日後に 6 回の鋭い再増光が起こった。より正確にいうと、それぞれの再増光の間にも小さく 6 回再増光していた。これらは、増光速度が大きいものと小さいものの 2 種類があった (Kato et al., 2004)。図 1.9 中段パネルの 1995 年の AL Com のスーパーアウトバーストでは、一度ゆっくり大きく長く再増光した (Nogami et al., 1997)。また、図 1.9 下段パネルの 2001 年の WZ Sge のスーパーアウトバーストでは、短い再増光を 12 回繰り返していた (Patterson et al., 2002)。

通常の熱—潮汐不安定モデルでは、スーパーアウトバースト終了直後は降着円盤内のガスの量は最も少ないはずなので、その時期に頻繁に再増光を起こすことは説明することができない。そこで Hameury et al. (2000) によって、再増光のモデルが提案された。これは、潮汐不安定性を考慮しなくても伴星からの質量輸送率が増加することによってスーパーアウトバーストとその後の再増光現象を再現している。その後、2001 年にスーパーアウトバーストした WZ Sagittae の観測から、彼らのモデルが支持された (Patterson et al., 2002)。この観測結果で再増光中に比べて再増光の後では食の深さが浅くなっていたこと

が確認されたためである。もしも伴星からの質量輸送率が増加すれば、ホットスポットが明るくなり再増光中は静穏時と比べて食が深くなると考えられたからである。

一方、Osaki et al. (2001) でも再増光のモデルが提案された。これは Hameury et al. (2000) のモデルとは異なり、アウトバースト後も降着円盤の粘性が高い状態が続けば、円盤外縁部から物質が供給されて再増光が起こるというモデルである。また Hellier (2001) でも、連星質量比 $q \leq 0.07$ の系で、3:1 共鳴半径を越えて広がった降着円盤の物質によって再増光がおきていると考えられた。Osaki, Meyer (2003) で、再増光期間にもスーパーハンプは変わらず観測されていることから、降着円盤が増光しているために食は深くなるが降着率が増加したわけではないと提示された。

しかし、なぜ減光してメインのスーパーアウトバーストが終わった後に再び増光するのか、なぜ天体によって挙動が違っているのか、なぜ急に再増光しなくなるのかということは未解明の問題である。また、Osaki et al. (2001) や Hellier (2001) のモデルだと、アウトバーストが終わった後でも十分な量のガスが降着円盤に残っている必要があるが、そのような観測的証拠は見つかっていない。

1.3.2 早期スーパーハンプ

早期スーパーハンプとは、スーパーアウトバーストの始まりの時期に出現する周期的な光度変化現象である。この周期は連星の軌道周期と一致している。

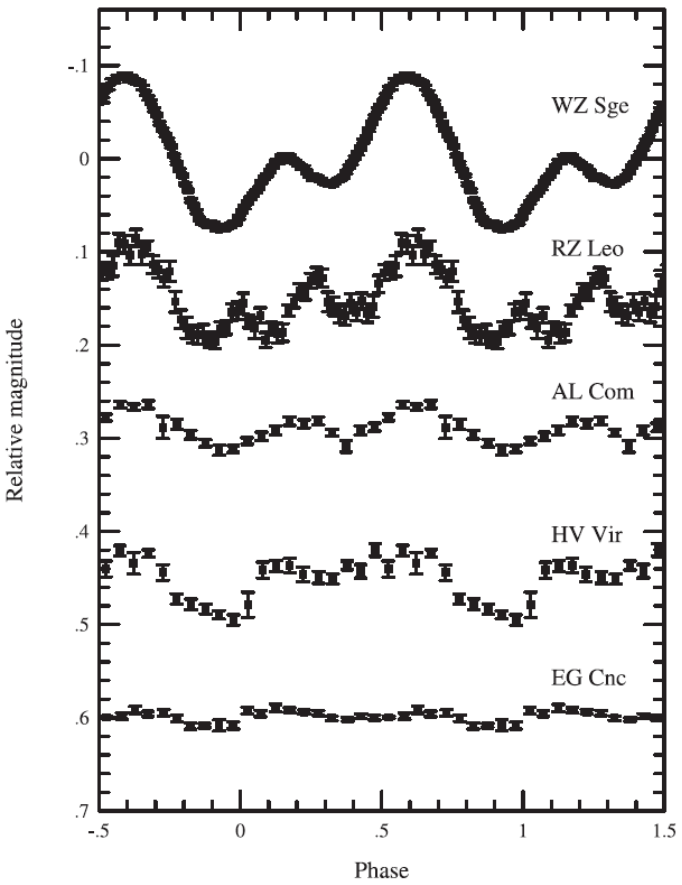

図 1.10: 早期スーパーハンプの光度曲線 (Kato, 2002)

図 1.10 はさまざまな WZ Sge 型矮新星の早期スーパーハンプの光度曲線を示している。図の上から、WZ Sge、RZ Leo、AL Com、HV Vir、EG Cnc の観測結果で、連星軌道傾斜角が大きいと考えられている順番に並んでいる。この図からもわかるように、早期スーパーハンプは軌道傾斜角が大きい程振幅が大きくなると考えられている。そのため、早期スーパーハンプの光源は円盤の縦方向の構造に依存するものであると考えられる。また、光度曲線はシングルピークのスーパーハンプに対してダブルピーク (ときどき 3 山) だという特徴がある。

早期スーパーハンプは、1978 年の WZ Sge のスーパーアウトバースト中に、連星軌道周期と同じ周期の光度変化として初めて発見された (Patterson et al., 1981)。その後、1985 年の AL Com のアウトバーストの初期の観測でも連星軌道周期と同じ周期の光度変化が観測された (Kato et al., 1996)。また、この光度曲線はダブルピークだった。

早期スーパーハンプを説明するためにこれらの観測結果を受けて、2 種類のモデルが提唱された。ひとつ目は、Kato (2002) で、円盤の外縁部の非対称な成分が早期スーパーハンプの光源であるという考えである。これは、降着円盤外縁部が伴星からの潮汐力の影響でスパイラル状のもりあがりができるというシミュレーション結果 (Smak 2001; Ogilvie 2002) を参考にしている。ふたつ目は、Osaki, Meyer (2002) で、これは、スーパーアウ

トバーストが始まったばかりの時は円盤が楕円まで進化できてなければ円盤は角運動量を上手く輸送できずに 2:1 共鳴半径まで広がり、二本の腕状波 (two-armed wave) ができてそれが早期スーパーハンプの原因だと考えている。また Kunze, Speith (2005) によって、SPH 法で早期スーパーハンプのシミュレーション行われ、2:1 共鳴半径まで降着円盤が広がると、2 本のスパイラル構造がみえるということが報告された。この 2 つのモデルの違いは、円盤の半径にある。Kato (2002) のモデルだと伴星の影響がでるほどまでの半径で早期スーパーハンプは出現するが、Osaki, Meyer (2002) のモデルだと 2:1 共鳴半径まで広がらないと早期スーパーハンプは出現しない。そもそも早期スーパーハンプの観測例が少ないため、両モデルを検証できるような観測はまだ行われておらず、早期スーパーハンプの起源は未解決のままである。

1.4 現状の問題点と本研究の目的

WZ Sge 型矮新星の特徴である、再増光現象や早期スーパーハンプは未解明の問題である。なぜなら、その爆発頻度の低さから観測例が少ないからだ。また、単純な測光観測が主になっているため、得られる情報が限られている。分光観測や多色同時観測は、口径の大きい望遠鏡でないとできない。しかし、大きな望遠鏡は世界中に数があまりないため、突発現象を即座に観測しそのまま常時観測を続けることにはあまり使われない。広島大学「かなた」望遠鏡は、世界でも珍しい、突発現象に特化した多色観測のできる 1.5 m 望遠鏡である。今回は可視光から近赤外線までの広い波長域で同時に観測した。このことによって、今までわかっていなかった近赤外線領域での情報を得て、かつそれがどのように可視光域の結果と相関しているのかを調べることができる。ここから、今まではわかっていなかった放射領域の温度や面積を求めて未解明問題に新しい知見を与えることが本研究の目的である。

1.5 本研究の観測対象 V455 And

今回の研究で観測した矮新星 V455 And は、ハンブルグ天文台のクエーサーサーベイで HS2331+3905 として発見された。その後の観測から、軌道周期が 81.08 分の激変星であることが確認された (Araujo-Betancor et al. 2004, 2005)。水素のバルマー系列には幅広い吸収線とその中心にはダブルピークの輝線が見られ、この系が質量降着率の小さな系であることを示唆していた。また、白色矮星の温度は 10,500 K 程と見積もられた (Araujo-Betancor et al., 2005)。また、光度曲線には浅い食も見られることから、軌道傾斜角の大きな系であることがわかった。軌道周期が理論的に予測される激変星の最短の値である 78 分に近いということ、質量降着率が小さいということの 2 点からこの天体が WZ Sge 型矮新星である可能性が指摘された。よって、増光の早期発見のためにモニター観測が続けられていた。

そして、2007 年 9 月 4 日に V455 And が観測史上初めて増光していることが発見された (H.Maehara [vsnet-alert 9530]*)。我々もかなた望遠鏡で観測を開始し、アウトバーストが起きたことを確認した。そして 3 章でも示すように、この天体が WZ Sge 型矮新星であることが確認された。この V455 And のスーパーアウトバーストは過去の WZ Sge 型矮

*⟨http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/2007-September/001152.html⟩

新星によるスーパーアウトバーストと比較すると、非常に明るい。よって、このスーパーアウトバーストは長期間にわたる詳細な観測を可能にする、貴重な現象である。そこで、我々もスーパーアウトバーストの観測を続行した。

第2章　観測

2.1　観測装置

今回の研究で観測に用いたのは、東広島天文台に設置されているかなた望遠鏡と、岡山天体物理観測所の MITSuME(三つ目) 望遠鏡である。

2.1.1　かなた望遠鏡

かなた望遠鏡とは光学赤外線望遠鏡であり、大学が国内にもつ望遠鏡の中では最大の口径 1.5 メートルをもつ。国立天文台ハワイ観測所にある大型光学赤外線望遠鏡「すばる」で使用する観測装置の開発・評価をする目的で国立天文台三鷹構内に建設された。その後、2006 年に国立天文台から東広島天文台へ移設された。図 2.1 は、東広島天文台に移設後のかなた望遠鏡の写真である。画面中央に見えるのが主鏡である。かなた望遠鏡の仕様は表 2.1 に記す。

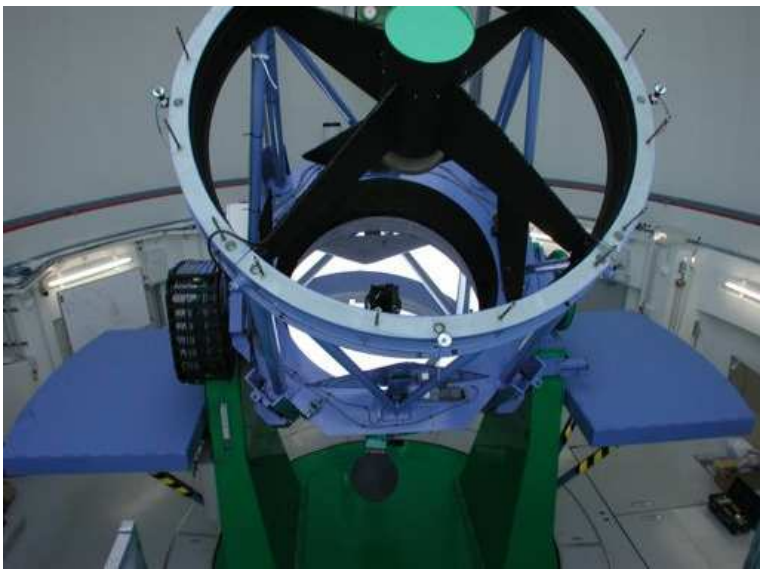

図 2.1: かなた望遠鏡*

*⟨http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/abstract/index.html⟩

表 2.1: かなた望遠鏡の仕様*

項目	仕様
光学系	リッチー・クレティアン光学系
主鏡	有効径 1540 mm / 主鏡 F 比 = 2.0
焦点モード	カセグレン焦点 (F/12.2)・ナスミス焦点 (F/12.2)
焦点面スケール	カセグレン 11.25 秒角/mm・ナスミス 11.25 秒角/mm
焦点距離	18501.7 mm
視野	15 分角
架台	経緯台方式
総重量	約 17 トン

2.1.2 TRISPEC

TRISPEC とは、現在かなた望遠鏡の常設観測装置としてカセグレン焦点部に設置されている名古屋大学 Z 研で開発された可視近赤外同時撮像分光装置 (Triple Range Imager and SPECtrograph ; TRISPEC) である (Watanabe et al., 2005)。これは、0.46—2.5 μm の可視光域から近赤外域までの広い波長を同時に撮像、分光、または偏光することができる装置である。世界的にも、可視から近赤外域を同時に観測ができる装置は数少ない。TRISPEC の仕様は表 2.2 に記している。

表 2.2: TRISPEC の撮像形態仕様†

項目	OPT	IR1	IR2
検出器	CCD (512×512pixel)	InSb (256×256pixel)	InSb (256×256pixel)
視野	7.0'×7.0'×1	7.0'×7.0'×1	7.0'×7.0'×1
ピクセルスケール	0.82"/pixel	1.65"/pixel	1.65"/pixel
フィルター	B, V, R, I	J, H	K_s, K, H_2

TRISPEC は、2 枚のダイクロイックミラーを用いて、カメラに入ってきた光を $0.45 - 0.9\mu$m (Optical chnnel)、$0.9 - 1.85\mu$m (IR1 channel)、$1.85 - 2.5\mu$m (IR2 channel) の 3 波長に分割する。各チャンネルに、コリメータ系、フィルター、分散素子、カメラ系、2 次元検出素子が配置され、それぞれ独立に動作可能な設計になっている。今回の観測では、V、J、K_s バンドでの測光観測を行った。

*⟨http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/abstract/index.html⟩
†⟨http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/summary.html⟩

2.1.3 岡山 MITSuME 望遠鏡

岡山天体物理観測所に設置されている MITSuME 望遠鏡 (Multicolor Imaging Telescopes for Survey and Monstrous Explosions) は、可視 50cm 反射望遠鏡である。図 2.2 はその写真である。この望遠鏡の仕様は表 2.3 に記す (石村, 2008)。

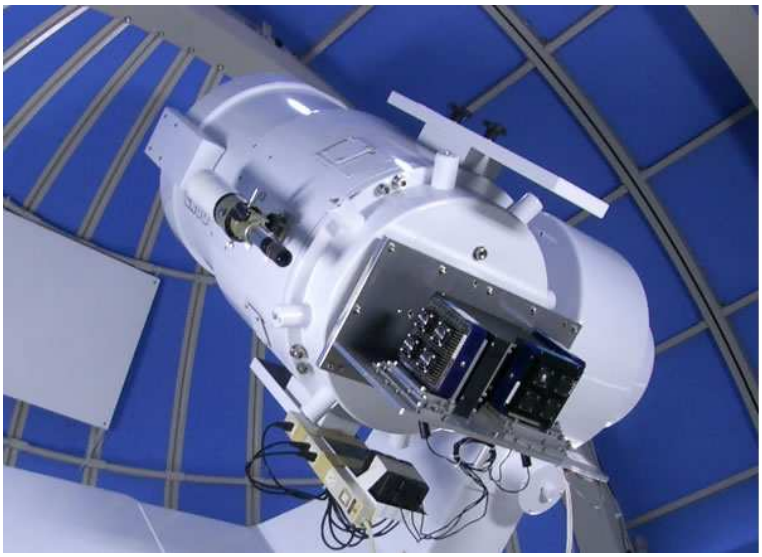

図 2.2: MITSuME 望遠鏡 [‡]

表 2.3: 岡山 MITSuME 望遠鏡の仕様

項目	仕様
光学系	カセグレン型反射望遠鏡
有効直径	500 mm
焦点距離	3000 mm
口径比	F6
有効視野	(一辺) 28 分角
観測波長	400—950 nm
最大駆動速度	3 度/sec

また、岡山 MITSuME 望遠鏡の観測装置は『3 バンド同時撮像カメラ』である。これは、g'、Rc、Ic の 3 バンドを同時に撮像観測できるカメラである。TRISPEC と同様に、入射した光を 2 枚のダイクロイックミラーで 3 分割する。そして 3 方向に分割された光は、3 台の CCD カメラに入射する。この 3 バンド同時撮像カメラの仕様については表 2.4 に記す (石村, 2008)。

[‡]⟨http://www.oao.nao.ac.jp/public/telescope/tel50/⟩

表 2.4: 3 バンド同時撮像カメラの仕様

項目	仕様
CCD	Kodac KAF–1001E
画素数	1024 pixel × 1024 pixel
視野	24.58 mm × 24.57 mm
Linear Full Well	550,000 e^-
Digital 分解能	16 bit

2.2 観測方法

2.2.1 観測記録

V455 And の測光観測は、2007 年 9 月 4 日から、10 月 30 日まで行った。波長ごとの積分時間は、表 2.5 に示している。かなた望遠鏡 (経度 34.389596、緯度 132.745602 @ 東広島天文台) では、V、J、K_s バンドで測光観測した。MITSuME 望遠鏡 (経度 34.576385、緯度 133.595425 @ 岡山天体物理観測所) では、g'、Rc、Ic バンドで測光観測された。詳細な観測記録は、かなた望遠鏡によるものは表 2.6 に、MITSuME 望遠鏡によるものは表 2.7 に記している。表 2.6 および 2.7 には、以下の方法で測定した V455 And の等級も示してある。

表 2.5: 観測スペック

バンド	中心波長 [μm]	幅 [μm]	積分時間 [秒]
g'	0.4858	0.1297	5, 7, 10, 15, 20, 30, 40, 60
V	0.5505	0.0827	10 or 30
Rc	0.6588	0.1568	5, 7, 10, 15, 20, 30, 40, 60
Ic	0.8060	0.1542	5, 7, 10, 15, 20, 30, 40, 60
J	1.212	0.26	2 or 5
K_s	2.157	0.32	1

表 2.6: かなた望遠鏡による観測記録

T*	Time [+JD2454000]	V	J	K_s	Frames
-0.7027—0.6539	48.2973—8.3461	14.001±0.029	13.092±0.038	12.635±0.050	34
0.1167—0.3215	49.1167—9.3215	8.688±0.012	8.820±0.022	8.591±0.023	307
1.2300—1.3142	50.2300—0.3142	9.142±0.015	9.265±0.022	8.974±0.024	77
2.1005—2.2405	51.1005—1.2405	9.430±0.015	9.499±0.025	9.334±0.035	89
3.0409—3.1868	52.0409—2.1868	9.713±0.011	9.747±0.022	9.508±0.023	352
5.1006—5.2510	54.1006—4.2510	10.270±0.011	10.270±0.021	10.055±0.022	400
6.2552—6.3128	55.2552—5.3128	10.538±0.010	10.484±0.021	10.270±0.022	170
7.1196—7.2517	56.1196—6.2517	10.684±0.010	10.587±0.021	10.348±0.022	374
8.2005—8.2681	57.2005—7.2681	10.863±0.010	10.754±0.021	10.510±0.023	199
9.0606—9.3089	58.0606—8.3089	10.965±0.011	10.837±0.021	10.588±0.023	360
10.0668—10.2980	59.0668—9.2980	11.151±0.011	11.020±0.022	10.767±0.030	194
13.2629—13.3016	62.2629—2.3016	11.524±0.013	11.365±0.022	11.182±0.035	81
14.1349—14.3122	63.1349—3.3122	11.735±0.010	11.532±0.021	11.285±0.022	1048
15.1447—15.9998	64.1447—4.9998	11.797±0.010	11.602±0.021	11.335±0.022	790
16.0002—16.1419	65.0002—5.1419	11.875±0.010	11.627±0.021	11.347±0.026	466
16.1350—16.1456	65.1350—5.1456	12.736±0.020	—	—	18
21.0208—21.0517	69.0208—0.0517	13.903±0.012	13.105±0.021	12.322±0.029	588
22.1129—22.2611	71.1129—1.2611	13.989±0.022	13.090±0.038	12.429±0.075	62
22.9737—22.9970	71.9737—1.9970	13.899±0.015	13.016±0.075	12.393±0.114	27
24.9586—25.3170	73.9586—4.3170	14.160±0.020	13.301±0.026	12.535±0.036	127
28.1306—28.3176	77.1306—7.3176	14.497±0.014	13.675±0.022	12.874±0.027	210
29.0899—29.2791	78.0899—8.2791	14.465±0.015	13.624±0.022	12.826±0.027	173
30.0781—30.2068	79.0781—9.2068	14.609±0.011	13.804±0.022	13.049±0.029	200
31.1622—31.1672	80.1622—0.1672	14.589±0.019	13.765±0.039	13.073±0.222	8
36.1646—36.2881	85.1646—5.2881	14.813±0.016	13.953±0.028	13.175±0.034	111
37.0321—37.3320	86.0321—6.3320	14.821±0.015	14.000±0.023	13.100±0.045	84
38.1215—38.1827	87.1215—7.1827	14.658±0.013	13.960±0.029	12.955±0.061	94
40.1162—40.2183	89.1162—9.2183	14.877±0.013	14.090±0.022	13.229±0.026	170
41.1390—41.2589	90.1390—0.2589	14.946±0.012	14.125±0.023	13.268±0.027	195
42.0535—42.1757	91.0535—1.1757	15.041±0.013	14.229±0.023	13.346±0.032	145
42.9389—43.2362	91.9389—2.2362	14.996±0.016	14.246±0.029	13.264±0.047	94
43.9468—43.9531	92.9468—2.9531	15.051±0.016	14.189±0.031	13.352±0.037	10
45.1280—45.1338	94.1280—4.1338	15.104±0.017	14.222±0.029	13.413±0.056	10
46.9391—46.9449	95.9391—5.9449	15.131±0.026	14.426±0.083	12.837±0.124	9
48.0630—48.2188	97.0630—7.2188	15.141±0.012	14.352±0.022	13.459±0.026	210
49.1694—49.1754	98.1694—8.1754	14.988±0.015	14.193±0.027	13.641±0.050	10
52.0617—52.1322	01.0617—1.1322	15.178±0.013	14.409±0.022	13.436±0.035	103
55.0422—55.1755	04.0422—4.1755	15.155±0.012	14.352±0.022	13.451±0.027	200

*Days from the outburst muximum

表 2.7: 岡山 MITSuME 望遠鏡による観測記録

T*	Time [+JD2454000]	g'	Rc	Ic	Frames
1.9503—2.3055	50.9503—1.3055	9.331±0.011	9.268±0.006	9.278±0.007	1193
5.0391—5.3237	54.0391—4.3237	10.299±0.011	10.229±0.005	10.192±0.006	2591
7.0299—7.3262	56.0299—6.3262	10.709±0.011	10.607±0.005	10.552±0.006	2700
7.9553—8.2677	56.9553—7.2677	10.905±0.011	10.794±0.005	10.730±0.006	1748
8.9281—9.1159	57.9281—8.1159	11.005±0.011	10.905±0.005	10.825±0.006	863
12.0480—12.3326	61.0480—1.3326	11.338±0.011	11.251±0.006	11.170±0.007	683
12.9244—13.1539	61.9244—2.1539	11.500±0.011	11.398±0.006	11.308±0.006	1215
13.9231—14.3270	62.9231—3.3270	11.769±0.011	11.663±0.005	—	2214
15.9210—16.3274	64.9210—5.3274	11.941±0.011	11.817±0.005	11.697±0.006	1109
17.1428—17.2706	66.1428—6.2706	12.133±0.011	11.974±0.005	11.837±0.006	
19.9168—20.1476	68.9168—9.1476	13.833±0.012	13.427±0.006	13.202±0.007	983
20.9478—21.3074	69.9478—0.3074	14.065±0.012	13.652±0.006	13.419±0.007	1480
21.9398—22.2135	70.9398—1.2135	14.097±0.012	13.679±0.007	13.449±0.007	1061
27.9092—28.3009	76.9092—7.3009	14.613±0.012	14.260±0.007	14.023±0.007	709
29.9078—30.3033	78.9078—9.3033	14.676±0.012	14.338±0.006	14.116±0.007	831
30.9148—31.2400	79.9148—0.2400	14.701±0.012	14.352±0.006	14.128±0.007	704
34.9301—35.0705	83.9301—4.0705	14.878±0.014	14.511±0.010	14.314±0.011	140
38.0765—38.2248	87.0765—7.2248	14.805±0.012	14.432±0.008	14.223±0.009	224
38.8993—39.1974	87.8993—8.1974	14.896±0.012	14.541±0.007	14.332±0.008	422
39.8981—40.2558	88.8981—9.2558	14.990±0.012	14.657±0.006	14.444±0.007	565
40.8971—41.2447	89.8971—0.2447	15.029±0.012	14.699±0.007	14.503±0.008	510
41.8968—42.2413	90.8968—1.2413	15.123±0.012	14.784±0.007	14.596±0.008	377
42.8957—42.9852	91.8957—1.9852	15.063±0.016	14.714±0.013	14.527±0.015	87
43.8952—44.2343	92.8952—3.2343	15.145±0.012	14.797±0.007	14.610±0.008	352
44.9451—45.2134	93.9451—4.2134	15.155±0.012	14.819±0.007	14.620±0.008	299
45.9946—46.2070	94.9946—5.2070	15.206±0.012	14.884±0.007	14.695±0.009	226
46.8927—46.9790	95.8927—5.9790	15.222±0.015	14.860±0.013	14.692±0.016	99
47.9333—48.1951	96.9333—7.1951	15.212±0.013	14.849±0.008	14.676±0.009	161
48.8905—49.1993	97.8905—8.1993	15.221±0.012	14.874±0.007	14.688±0.008	351
52.0067—52.1898	01.0067—1.1898	15.237±0.013	14.880±0.009	14.705±0.009	152
52.8876—53.0824	01.8876—2.0824	15.195±0.012	14.838±0.007	14.674±0.008	208
55.0617—55.1856	04.0617—4.1856	15.228±0.014	14.888±0.009	14.703±0.010	141

*Days from the outburst muximum

2.2.2 画像の校正

撮像観測して得られた画像には、天体起源の光だけでなくそれ以外の背景光も写っており、それらを取り除いて天体起源の光だけを測定する必要がある。背景光には、バイアス信号や空からの放射、ダークと呼ばれる検出器の暗電流などが寄与している。また、CCD チップのピクセル感度むらも補正する必要がある。

バイアス画像とは、光以外の検出器の電気的な信号のみの画像である。バイアス信号は全ての画像に等しく足されている。通常、バイアス画像は積分時間 0 の画像を読み出すことで得ることができる。

ダーク画像とは、検出器の熱によって生成される電子信号 (暗電流) が作る画像である。暗電流が生成する信号の量は、積分時間に比例する。したがって、ダーク画像は天体や空からの光が入らない状態で、天体画像と同じ積分時間で撮像することによって得ることができる。ただし、このようにして得られた画像にもバイアス信号は入っているため、ダーク画像のみを得る場合には、ここからバイアス画像を差し引く必要がある。

フラット画像とは、検出器のピクセルごとの感度むらを表す画像である。感度むらは検出器自身が本来持つものと、レンズなどの光学系に付着したごみなどによって生じるものの 2 種類がある。フラット画像は一様光源を撮像し、そこからダークとバイアス成分を引いた後で、平均値 1 に正規化することによって得られる。バイアス、ダーク画像は天体画像から差し引きすることで補正を行うが、正規化されたフラット画像については、天体画像から割算することで感度むらが補正できる。

今回の V455 And の観測で、可視光画像では、毎晩天体画像と同じ積分時間でダーク画像を 20 枚取り、それを平均化したものを天体画像から引くことで、バイアスとダークの補正を行った。図 2.3 が、9 月 4 日分の可視光のバイアスとダークの画像である。TRISPEC では、10 秒程度の積分時間ではダークは無視でき、図 2.3 はほぼバイアス画像だと考えられる。

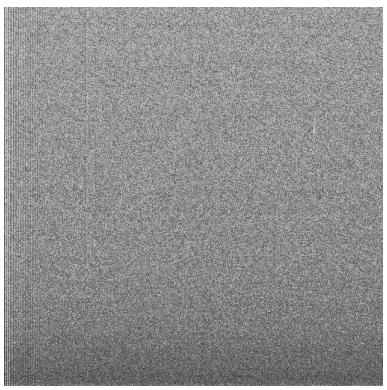

図 2.3: バイアス+ダーク画像

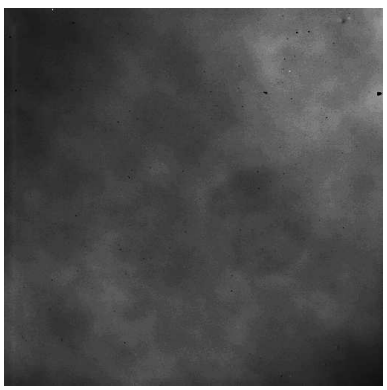

図 2.4: フラット画像

図 2.4 に示しているフラット画像は、日毎に大きく変化しないため、あらかじめ取得していたものを使用した。バイアスとダークの補正を済ませた後の画像を、フラット画像で割ることによって感度むらを補正した。以上より得られた天体画像の例を図 2.5 に示す。最も明るい星が、今回の観測天体である V455 And で、丸で囲った星が次の節で述べる比

較星である。

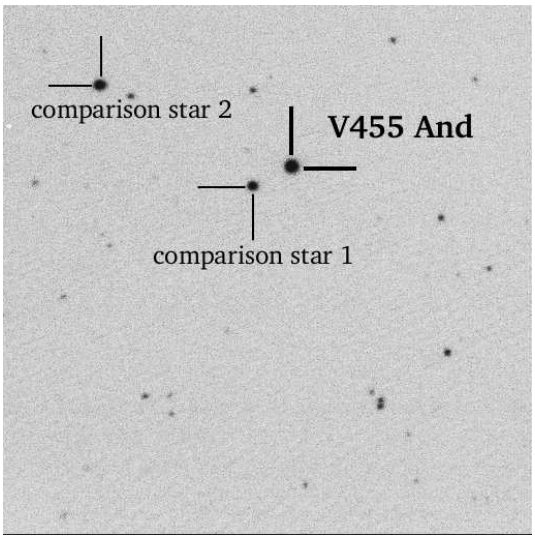

図 2.5: 天体画像

近赤外線画像は空からの放射の寄与が大きいため、ディザリングと呼ばれる手法で観測を行い、画像の補正を行った。ディザリングとは、検出器上の天体位置を少しずつずらして撮像する手法で、これにより天体位置の背景光をその前後、もしくは時間の近い数枚の画像から見積もることができる。V455 And の観測では、1 枚ごとに望遠鏡位置を少しずらしながら 5 枚で 1 組をつくった。ある画像の背景光は、同じ組の残りの 4 枚の平均画像を引くことで補正した。この際、目的の天体や比較星に別の明るい星が重ならないように注意して観測を行った。

2.2.3 開口測光

前までの節の画像処理で得られた校正済みの画像から、天体の測光を行った。今回は、開口測光と呼ばれる手法を用いた。

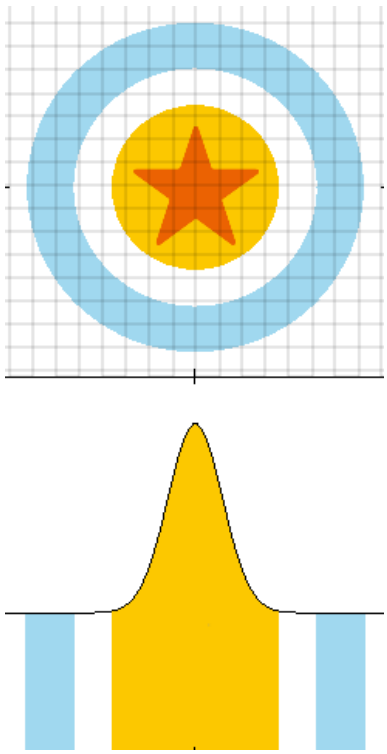

図 **2.6:** 開口測光

図 2.6 について、上の図は一次処理後の観測画像で、下の図はその画像の検出値をグラフで表している。スカイは、図 2.6 の空色の環部分の検出量とする。環部分の画素数でその検出値をわることで、平均的な 1 画素あたりのスカイの値を算出する。向日葵色の円の半径 r は、星の半値幅 (ピーク値の半分の値の時の星像の幅) の 2—3 倍である。また、向日葵色で示した天体からの検出値がこの空色環の総検出量の 3 倍以上であればよい統計でスカイの値が決定できたといえる (Howell, 2006)。そして、得られたスカイを天体画像から差し引く。向日葵色の円の面積内の全ての画素数 $n_{\rm pix}$、観測画像向日葵色の円の半径 r 内の検出量 S、1 画素あたりの平均のスカイ $\bar{B}$ とすると、求めたい天体からの光の強度 $I_{\rm obj}$ は以下のように求められる。

$$I_{\rm obj} = S - n_{\rm pix}\bar{B}$$

2.2.4 相対測光

相対測光とは、観測天体と、観測天体の等級と同視野に入っている星 (比較星) との等級差から、観測天体の等級を相対的に求めることである。

前の節までの解析で検出器が受けた光の中から天体からの光だけを測光することができた。しかしそもそも天体自身が放射した光は、その全てが検出器で検出されるわけではなく、様々な要因での散乱や吸収の影響を受けている。よって検出器が受けた光から天体起源の全ての光量を得るためには、それらの補正を行う必要がある。

天体からの光が放射されて検出器に届くまでに散乱・吸収を受ける要因は、大きく分けて、星間物質、地球大気、望遠鏡光学系によるものである。また検出器の感度によって、最終的な電気信号の量が決定される。これらの内、地球大気による散乱・吸収は天体の位置、天候などによって時間と共に大きく変化する。この影響を補正するために相対測光をする。

相対測光では、目的の天体とその同一画像内に写っている近傍の星 (比較星) を用いる。地球からみかけ上の角距離が近い 2 天体では、天体からの光が地球大気に届いて以降の吸収・散乱量が等しいと仮定できる。そのため、目的の天体と比較星との相対等級は、吸収を補正した値になる。したがって、もし比較星の等級が既知であれば、相対等級に比較星等級を加えることで、天体の等級を得ることができる。

観測天体の等級 $Mag_{\rm obj}$ は、前節の方程式から求めた天体からの光の強度 $I_{\rm obj}$ 、$I_{\rm comp}$ と、文献値による比較星の等級 $Mag_{\rm comp}$ を用いて、以下のように求められる。

$$Mag_{\rm obj} = [(-2.5\log_{10} I_{\rm obj}) - (-2.5\log_{10} I_{\rm comp})] + Mag_{\rm comp}$$

今回の観測では比較星として RA =23 時 34 分 04.19 秒、DEC =+39 度 21 分 24.1 秒の星を使用した。表 2.8 の 2 列目に等級を示した。もうひとつの比較星は RA =23 時 34 分 15.09 秒、DEC =+39 度 22 分 47.4 秒にある星で、表 2.8 の 3 列目に等級を示した。比較星の等級は可視光のものは Henden (2006)* を、近赤外線のものは 2MASS カタログを用いた (Skrutskie et al., 2006)。Henden(2006) には g' バンドの等級が掲載されていないため、以下の変換式を使って、g' バンドの等級を求めた (Smith et al., 2002)。

$$g' = V + 0.54(B - V) - 0.07$$

また、観測期間中、比較星は約 0.04 等以内で一定の明るさを保っていた。

表 2.8: 比較星等級

バンド	比較星等級 1	誤差	比較星等級 2	誤差
g'	13.166	0.011	12.450	0.009
V	12.703	0.010	12.201	0.009
Rc	12.120	0.005	11.852	0.008
Ic	11.625	0.006	11.497	0.016
J	10.893	0.021	11.047	0.021
K_s	10.260	0.021	10.707	0.022

相対測光をすることによって地球大気以降の吸収は補正することができるが、それ以前の星間物質による吸収は補正できず残ったままである。ただし、V455 And のある方向は銀河面方向から離れているため、そもそも星間吸収が大きくはない。星間吸収は V バンドで上限値 $A_V = 0.34$ である (Schlegel et al., 1998)。また、V455 And などの矮新星は比較的近傍の星である (Warner, 1987)。例えば、矮新星 WZ Sge は距離が 48 pc である (Smak,

*⟨ftp://ftp.aavso.org/public/calib/hs2331.dat⟩

1993)。また、V455 And は距離が 90 ± 15 pc と見積もられている (Araujo-Betancor et al., 2005)。以上のことより、V455 And の星間吸収は未知ではあるが大きくはないと考えられる。よって今回は、星間吸収について考慮せずに解析を行った。

第3章　結果

3.1　アウトバースト全体の挙動

ここでは、１夜毎に平均した観測結果を示す。

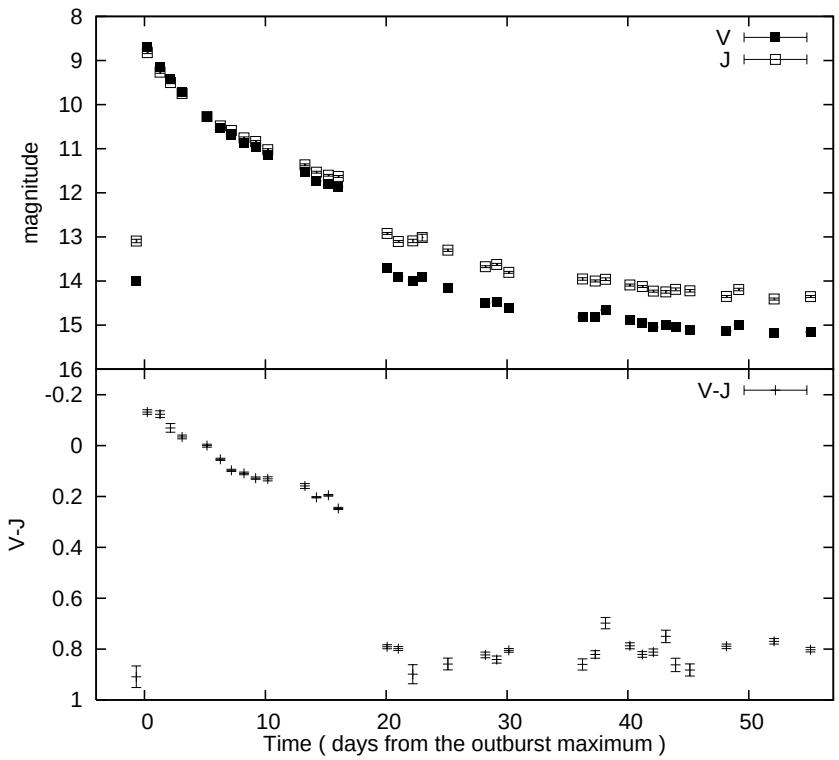

図 **3.1:** アウトバースト全体の光度曲線と色の変化。上の図は、黒四角で表した V バンドと白四角で表した J バンドの光度曲線で、下の図は、$V-J$ の色を示している。いずれも観測を始めた **2008** 年 **9** 月 **4** 日から、**10** 月 **30** 日までの約 **2**ヶ月間の観測結果を示している。横軸はアウトバーストの極大日 (世界時 **2007** 年 **9** 月 **5.5** 日 [**JD 2454349.0**]) からの経過日数である。

図 3.1 は、V455 And の 2008 年のアウトバースト全体の光度曲線と色の変化を示している。上の図中の黒四角は V バンドの等級、白四角は J バンドの等級を表しており、観測を始めた 2008 年 9 月 4 日から、10 月 30 日までの約 2ヶ月間の光度曲線である。誤差の範囲は記号の大きさより小さい。また下の図は、同様の期間中での $V-J$ の色を示している。

V455 And のアウトバーストは、9 月 4 日に発見された。我々は当日即時に観測を開始し、天体が -5.8 mag day^{-1} で急速増光する様子をとらえた。次の日の 5 日に天体は V バンドで 8.69 ± 0.01 等級と、最も明るくなり、アウトバーストの極大を向かえた。

これ以降、本論文ではアウトバーストの極大日 2008 年 9 月 5.5 日 (世界時) (JD 2454349.0) を $T = 0.0$ とおいて、そこからの経過日として時刻を T で表す。図 3.1 の横軸も、T で表している。

天体は極大を向かえた後、17 日間かけて V バンドで 8.7 等級から 11.9 等級まで減光した。図 3.1 の光度曲線をみると、アウトバースト前半は後半と比べて急速に減光していた。$T = 0$ — 5 まで減光速度は 0.31 ± 0.02 mag day^{-1} と計算される。その後、$T = 6$ から減光は緩やかになった。$T = 9$ — 15 の期間では減光速度は 0.13 ± 0.01 mag day^{-1} と計算され、アウトバースト前半から有意に減少していた。このような挙動は WZ Sge 型矮新星に共通して観測される特徴である (Kato et al., 2001)。

そして、$T = 19$ で急激に減光しアウトバーストが終わった。その後は，比較的緩やかに減光した。他の、観測波長域である g' バンド、Rc バンド、Ic バンド、K_s バンドについても同様の傾向がみられた。また V455 And では、いくつかの WZ Sge 型矮新星で見られるような再増光現象は観測されなかった (Kato et al., 2004)。

$V - J$ の色の値は光度が極大を向かえたときに最小値をとり、-0.132 ± 0.009 になった。アウトバースト中は色が次第に赤くなっていき、アウトバーストが終わると同時にその値は約 0.8 まで上がった。その後も、値は 0.8 前後でほぼ変化はなかった。また、アウトバースト中の $V - J$ の色変化も光度曲線と同様、時刻 $T \sim 6$ に折れ曲がりがみられた。

光度曲線と $V - J$ の色の変化を比較すると、アウトバースト中は天体が減光していくにつれて色の値も大きくなっていた。それに対して、急速減光後は天体は緩やかな減光を続けたにも関わらず、その色に大きな変化は見られなかった。従って、アウトバースト中とその終了後では、光度と色の関係についての挙動が異なっていたことが明らかになった。これは、アウトバースト中とその終了後で卓越している放射機構が変化したことを示唆する。

そこで、天体がアウトバースト中にどのような放射機構に依って光っているのかを調べた。そのために、観測された一夜毎のスペクトルエネルギー分布 (Spectral energy distribution ; SED) をいくつかの放射モデルを用いて解析した。

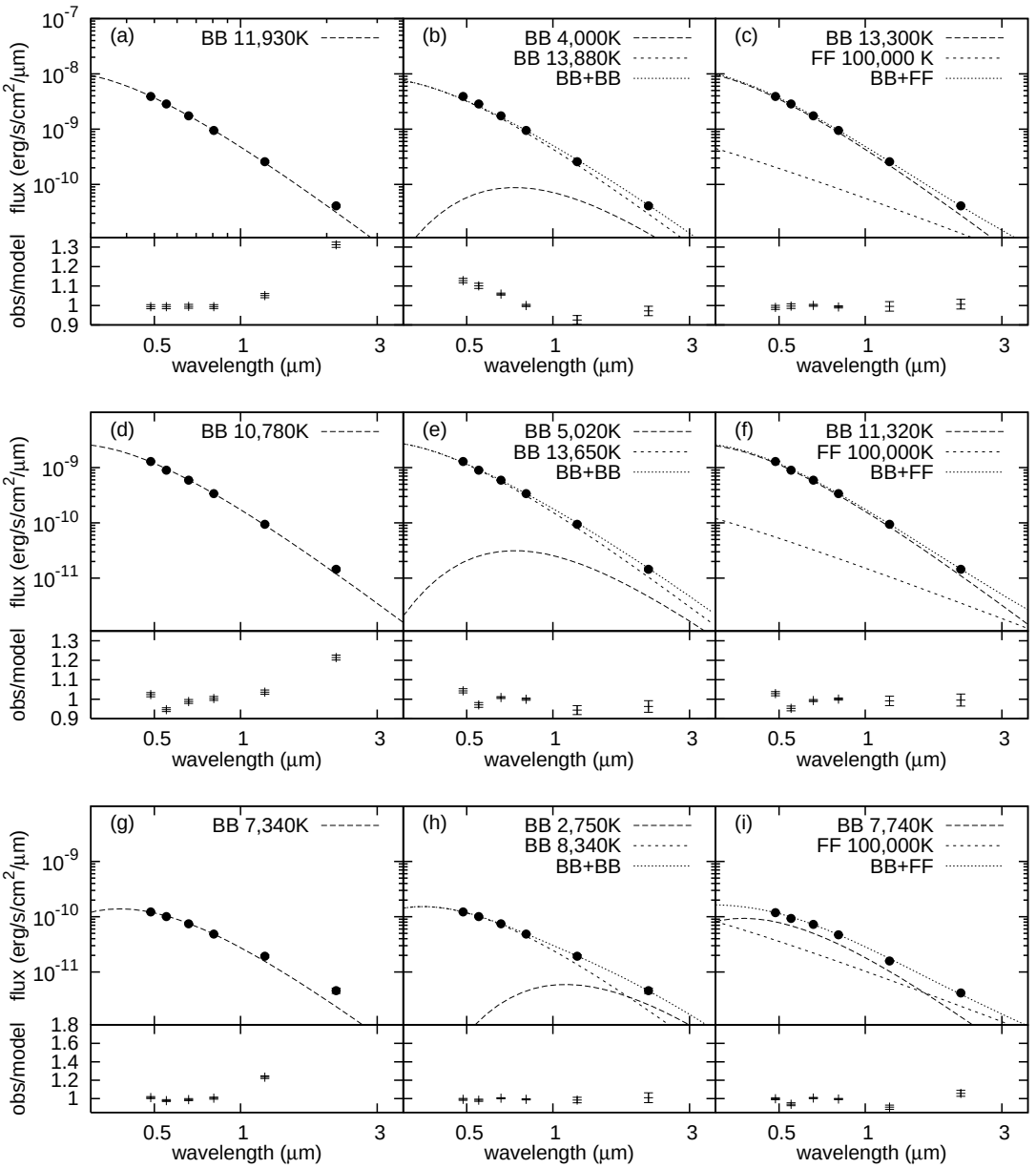

図 **3.2: SED** とその最適モデル。上段の **(a)(b)(c)** は、早期スーパーハンプの出現していたうちの **1** 日、時刻 $T = 5$ の日の **SED** を表している。中段の **(d)(e)(f)** は、スーパーハンプの出現していたうちの **1** 日、時刻 $T = 13$ の日の **SED** を表している。下段の **(g)(h)(i)** は、アウトバースト終了後のうちの 1 日、時刻 $T = 22$ の日の **SED** を表している。破線は、黒体放射や熱制動放射による最適モデルである。**(a)(d)(g)** は黒体放射 1 成分のモデル、**(b)(e)(h)** は黒体放射 2 成分のモデル、**(c)(f)(i)** は黒体放射 1 成分と熱制動放射 1 成分のモデルである。各図の上のパネルは天体からのフラックスを縦軸に、波長を横軸にとり、黒丸で左から、g' バンド、V バンド、Rc バンド、Ic バンド、J バンド、K_s バンドの観測点を示している。観測値の誤差は黒丸の大きさよりも小さい。各図の下のパネルは、それぞれの観測波長でのフラックスを最適モデルの値で割った値である。

図 3.2 の上、中、下段は、それぞれ時刻 $T = 5$, 13, 22 の日の SED を表している。天体からのフラックスを縦軸に、波長を横軸にとり、黒丸で左から、g' バンド、V バンド、Rc バンド、Ic バンド、J バンド、K_s バンドの観測点を示している。観測値の誤差は黒丸の大きさより小さい。

アウトバースト中は、降着円盤が光学的に厚くなり、そこからの黒体放射の寄与が大きいと考えられている (Clarke et al., 1984)。よって、まず SED を黒体放射でフィッティングした。その結果、得られた最適モデルを図 3.2 左側のの (a)(d)(g) に破線で示してある。最適モデルの黒体放射温度は、図 3.2 の (a) は $11,930 \pm 170$ K、(d) は $10,780 \pm 130$ K、(g) は $7,340 \pm 50$ K である。短波長側である g' バンドから Ic バンドまでは観測値とモデルがよく合っているので、黒体放射で光っていると考えられる。しかし、長波長側である K_s バントでは、モデルに対する観測値の超過が大きい。同様の超過が J バンドでもわずかに存在している。特に、アウトバースト終了後である図 3.2 (g) は、K_s バンドでの超過が大きくなっている。よって、可視光側で光っている黒体放射の他に、近赤外線側で光っている別の成分があると考えられる。

そこで、黒体放射をもう 1 成分追加して、再度フィッティングを試みた。その結果、得られた最適モデルを図 3.2 (b)(e)(h) に示している。(b) の黒体放射 2 成分の温度はそれぞれ $13,880 \pm 120$ K、$4,000 \pm 70$ K と計算された。同様に、(e) は $13,650 \pm 530$ K と $5,020 \pm 580$ K、(h) は $8,340 \pm 120$ K と $2,750 \pm 80$ K と計算された。長波長側に低温の黒体放射が加わったことで、モデルに対する観測値の超過がなくなり、観測された SED を良く再現している。

過去の研究から、矮新星の静穏時の放射は、50 パーセント程が、ホットスポットを起源とした温度 5×10^4—1×10^5 K 程度の熱制動放射であると考えられている (Szkody, 1976)。アウトバースト時においても、円盤の光学的に薄い領域からの熱制動放射の寄与が期待できるかもしれない。よって、黒体放射 1 成分と熱制動放射 1 成分の計 2 成分でフィッティングを行った。しかし、可視光—近赤外線域において、10^4 K 以上の熱制動放射のスペクトルの傾きは温度に対する依存度が低いため、熱制動放射の温度を有意に決めることはできなかった。ゆえに、全ての日で熱制動放射の温度を 10^5 K と固定して解析を行った。その結果得られた最適モデルは、図 3.2 右側の (c)(f)(i) に破線で示している。最適モデルの黒体放射温度は、(c)(f)(i) でそれぞれ $13,300 \pm 330$ K、$11,320 \pm 200$ K、$7,740 \pm 90$ K と計算された。

上記の黒体放射 2 成分のモデルと黒体放射 1 成分と熱制動放射 1 成分のモデルは観測結果を同程度に再現しており、今回得られた観測結果からだけでは、長波長側で光っている放射機構を特定することは難しい。これは、長波長側の超過成分が Ks バンドとわずかに J バンドにしか存在していないことが原因である。しかし、黒体放射 2 成分モデルを考えた場合、低温成分の存在は比較的考えにくい。まず、降着円盤不安定性モデルによると、異なる 2 温度の円盤構造は不安定で、共存できない (Osaki, 2005)。また、Uemura et al. (2008) では、アウトバースト末期に 4,600—6,400 K の降着円盤成分の存在が報告されたが、アウトバースト極大では高温の降着円盤の大きさは最大になっているはずである。よって、図 3.2(b) に示されているようなアウトバースト初期の段階で 4,000 K 程の低温成分が存在することは難しいと考えられる。また V455 And は、浅い食が観測されることから、軌道傾斜角が大きいと考えられる (Araujo-Betancor et al., 2005)。よって、光学的に厚い

円盤の上方や下方向からの熱制動放射が期待できる。これは、V455 And の可視スペクトルに輝線が卓越していることとも合致する (Nogami et al., 2008)。

よって、本論文ではこれ以降、黒体放射 1 成分と温度 10^5 K の熱制動放射 1 成分を用いたモデルで観測された SED を表すことにする。アウトバースト中においては、熱制動放射成分の強度は実際には K_s バンドの超過成分の寄与を与える。また、本論文では長波長側の超過成分の放射機構に強く依存しない事項のみを主張する。

以上の解析によって得られた黒体放射と $10^5\ K$ の熱制動放射の足し合わせによる最適モデルの結果を図 3.3 に表している。縦軸は、上から黒体放射の温度、黒体放射成分の放射面積、K_s バンドにおける、総フラックスに対する熱制動放射成分の割合を示しており、横軸はアウトバースト極大日からの経過日を示している。黒体放射成分の面積は、時刻 $T = 55$ の日の値を 1 として、それに対する比で表示している。また、中と下のパネルについては誤差は記号の大きさより小さい。

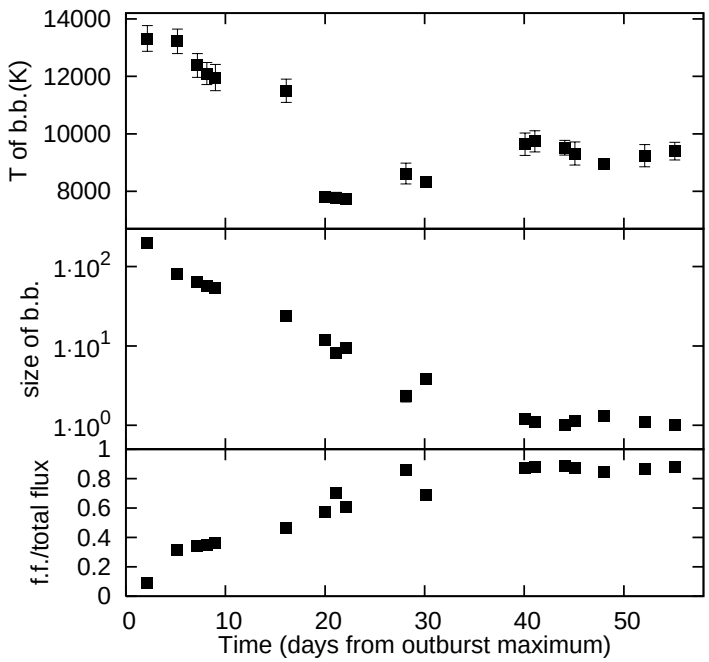

図 **3.3:** アウトバースト全体の放射機構の温度と放射面積の変化。**1** 夜平均の **SED** を、黒体放射と $10^5\ K$ の熱制動放射の足し合わせでフィッティングしたときの最適モデルの温度変化と放射面積の変化を表している。縦軸は、上から黒体放射の温度、黒体放射の放射面積、Ks バンドにおける熱制動放射の総フラックスに対する比を示していて、横軸はアウトバーストの極大日からの経過日を示している。黒体放射成分の面積は時刻 $T = 55$ の日の値を 1 として、その値に対する比で表示している。

黒体放射の温度は、アウトバースト中 (時刻 $T = 0 - 19$) で下降傾向にあった。アウトバースト終了直後は、$\sim 8,000$ K 程度まで急激に温度が下がったが、その後時刻 $T \sim 30$ から再びやや上昇した。そして、時刻 $T \sim 40$ に 10,000 K 程度に達した後は、ほぼ一定の

値をとった。

これに対して、黒体放射成分の放射面積は、アウトバースト中から終了後の $T = 0 - 40$ まで徐々に減少していた。中段の図の温度変化で見られたような、アウトバースト終了時 $(T \sim 20)$ の急激な変化は見られなかった。これは、アウトバースト中に高温だった円盤が、アウトバーストが終了して低温になったが、黒体放射で光っている円盤のサイズは急に変わらず徐々に小さくなっていったことを表している。放射面積の減少は $T \sim 40$ には止まっており、それ以降は一定の面積になっていた。$V - J$ の色がアウトバースト後にほぼ一定になったのは、アウトバースト終了直後は比較的温度の低い黒体放射成分が、その後は熱制動放射がそれぞれ卓越し、その $V - J$ の色が近い値だったためだろう。

一番下のパネルは、K_s バンドでの黒体放射と熱制動放射の総フラックスに対する熱制動放射のフラックスの割合を表している。アウトバースト中から終了後 $(T = 0 - 40)$ まで、徐々に熱制動放射のフラックスの割合が高くなっていき (黒体放射のフラックスの割合が小さくなっていき)、その後、$T \sim 40$ からは値は約 0.85 で安定していた。アウトバースト中は、高温になった円盤からの黒体放射が支配的だったが、円盤のサイズが小さくなるにつれて、光学的に厚い円盤以外から放射されている熱制動放射が支配的になってきていたことを表している。これは、静穏時は熱制動放射からの寄与が大きいと考えられていることと一致している。

3.2 短時間変動の挙動

ここでは、アウトバースト中に観測された短時間変動についての観測結果を示す。

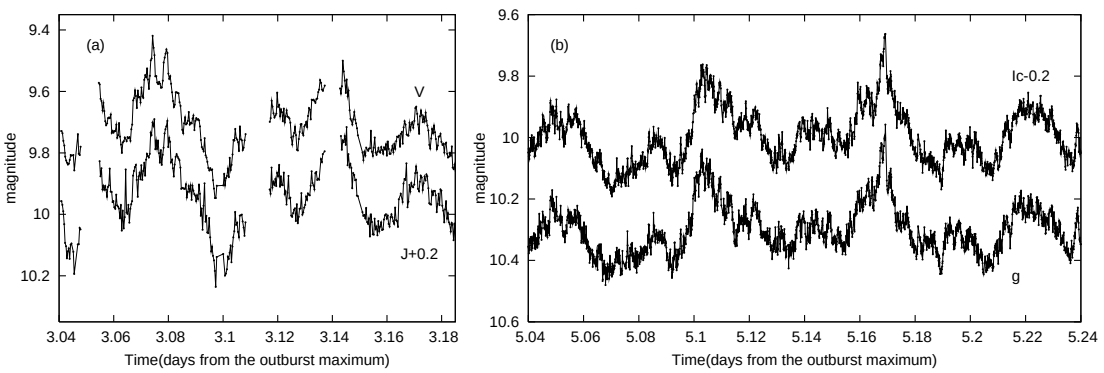

図 3.4: 時刻 $T = 3$ と $T = 5$ の日の早期スーパーハンプの光度曲線。横軸はアウトバーストが極大を向かえてからの経過日で縦軸は等級である。**(a)** が、時刻 $T = 3$ の日の観測結果で、上は V バンド、下は J バンドの光度曲線である。わかりやすいために、J バンドの光度曲線は **0.2** 等級足している。**(b)** が、時刻 $T = 5$ の日の観測結果で、上は Ic バンドで下は g' バンド光度曲線である。**(a)** と同様に Ic バンドでは、**0.2** 等級引いている。

図 3.4 は、時刻 $T = 3$ と $T = 5$ の日の光度曲線を示している。横軸はアウトバーストが極大を向かえてからの経過日で、縦軸は等級である。(a) は、時刻 $T = 3$ の日の V バンド

と J バンドの光度曲線である。(b) は、時刻 $T = 5$ の日の g' バンドと Ic バンドの光度曲線である。0.4 等級程度の振幅をもった光度の短時間変動が観測された。

この短時間変動は、主極大と副極大のタブルピークをもつ構造の上に、さらに短時間の変動が重なっている。このようなダブルピークをもつ構造は、WZ Sge 型矮新星に特有の早期スーパーハンプの特徴と一致している。実際に V455 And でも、アウトバースト初期の短時間変動の周期が連星軌道周期とほぼ等しいことが報告され、早期スーパーハンプであることが確認された (H.Maehara [vsnet-alert 9548]*)。ここで、早期スーパーハンプの周期は、0.056267±0.000002day(T.Kato [vsnet-alert 9563]†) である。V455 And の連星軌道周期は、0.0563092±0.0000001day(Araujo-Betancor et al., 2004) なので、ほぼ一致している。他の観測バンドである Rc バンド、Ks バンドでも同じような短時間変動が観測された。

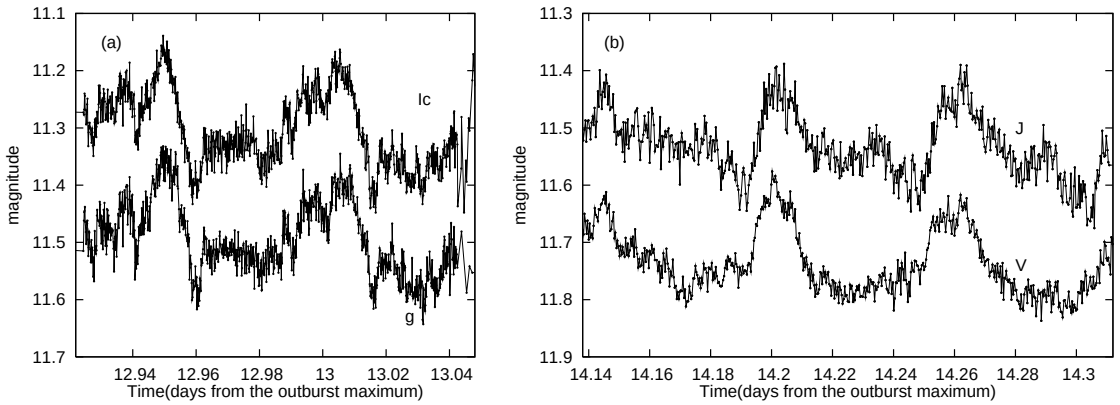

図 **3.5:** 時刻 $T = 12$ と $T = 14$ のスーパーハンプの光度曲線。横軸はアウトバースト極大からの経過日で、縦軸は等級である。**(a)** は、時刻 $T = 12$ の日の観測結果で、上は Ic バンドの等級、下は g' バンドの等級を表している。**(b)** は、時刻 $T = 14$ の日の観測結果で、上は J バンドの等級、下は V バンドの等級をあらわしている。

図 3.5 は、時刻 $T = 12$ と $T = 14$ の日の光度曲線を示している。横軸はアウトバースト極大からの経過日で、縦軸は等級である。(a) は、時刻 $T = 12$ の日の Ic バンドと g' バンドの光度曲線を表している。(b) は、時刻 $T = 14$ の日の J バンドと V バンドの光度曲線をあらわしている。0.2 等級程度の振幅をもった光度の短時間変動が観測された。

この短時間変動はシングルピークをもつ構造の上にさらに短時間の変動が重なっている。この特徴は、SU UMa 型矮新星に特有のスーパーハンプの特徴と一致している。実際に V455 And でも、同様の時期の短時間変動の周期が有意に連星軌道周期より長く、スーパーハンプであることが確認された (T.Kato [vsnet-alert 9582]‡)。ここで、スーパーハンプの周期は 0.057093±0.000015day (H.Maehara [vsnet-alert 9605]§) である。これは、

*⟨http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/2007-September/001170.html⟩
†⟨http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/2007-September/001185.html⟩
‡⟨http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/2007-September/001204.html⟩
§⟨http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/2007-September/001222.html⟩

V455 And の連星軌道周期より 1.39 パーセント長い。また、他の観測バンドの Rc バンド、Ks バンドでも同じような短時間変動が観測された。

時刻 $T = 0$ にアウトバーストの極大を迎えてから、$T = 6$ までの期間で典型的な早期スーパーハンプを観測した。そして、$T = 6$ の観測結果で早期スーパーハンプの振幅が小さくなったと報告があった (M.Uemura [vsnet-alert 9567][¶])。また、$T = 7$、8 の光度曲線は、主極大と副極大のあるダブルピークの形状で振幅は V バンドで 0.15 等級ほどだった。そして、$T = 10$ の光度曲線はシングルピークだった。測光観測の結果からは、$T = 7$ あたりからスーパーハンプ成分が出てきて、$T = 8$ の後半には完全に早期スーパーハンプは消滅したと考えられる (Maehara et al.,2009, in private communication)。

3.3 早期スーパーハンプとスーパーハンプの色指数と SED

多色観測によって得られた色指数の変化と SED から、早期スーパーハンプとスーパーハンプについて解析した結果を示す。

図 3.4 の (a)(b) からわかるように、早期スーパーハンプの形は各夜で少しずつ変化していた。これは、早期スーパーハンプの上に、より短時間の変動が重なっていることが主な原因だと考えられる。今回は、早期スーパーハンプの周期でたたみこんで平均をとることによって短時間変動成分を平均化した。これにより、早期スーパーハンプに付随する微小な色の変化を明確にできた。

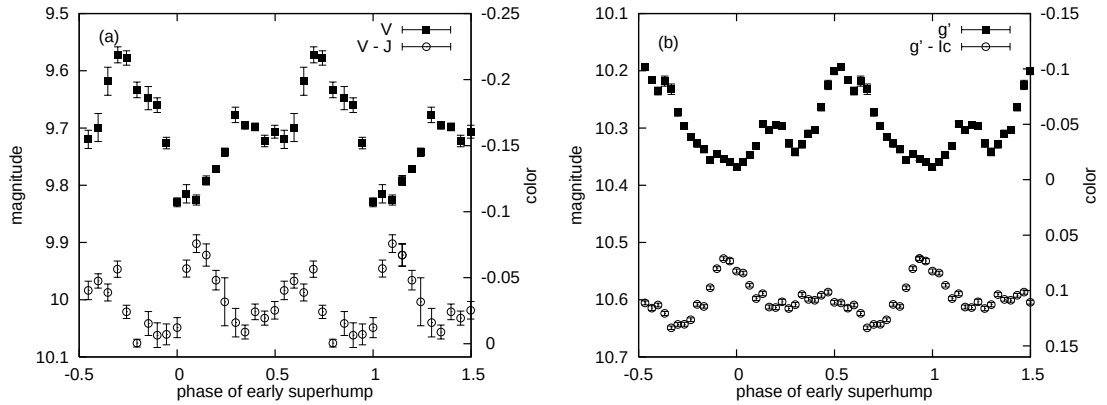

図 3.6: 周期でたたみこんだ早期スーパーハンプの光度曲線と色。**(a)** は、時刻 $T = 3$ の日の V バンドの光度曲線を黒四角で、$V - J$ の色を白丸で示している。**(b)** は、時刻 $T = 5$ の日の g' バンドの光度曲線を黒四角で、$g' - Ic$ の色を白丸で示している。横軸は早期スーパーハンプの位相であり、光度曲線が最小をとる時を位相 **0** にしている。図の上方が天体が明るく青い。

早期スーパーハンプの光度曲線と色変化を周期でたたみこんだ結果を図 3.6 に示す。(a) は、時刻 $T = 3$ の日の V バンドの光度曲線を黒四角で、$V - J$ の色を白丸で示している。

[¶]⟨http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/2007-September/001189.html⟩

(b) は、時刻 $T = 5$ の日の g' バンドの光度曲線を黒四角で、$g' - Ic$ の色を白丸で示している。縦軸は等級で、横軸は早期スーパーハンプの位相である。光度曲線が最小をとる時を位相 0 にしている。図の上方が天体が明るく青い。

色の変化は、今回の観測によって初めて明らかになりとても興味深い結果を示した。光度曲線で最も暗い時期に、色が最も青くなっていた。これは、黒体放射で光っているとすると、明るくなっている成分の温度が相対的に低いことを示唆している。また、最も色が赤くなる時期は、光度曲線の主極大と極小の間になっていた。これらの特徴は図 3.6(a) と (b) で共通しているので、早期スーパーハンプに共通した特徴だといえるだろう。

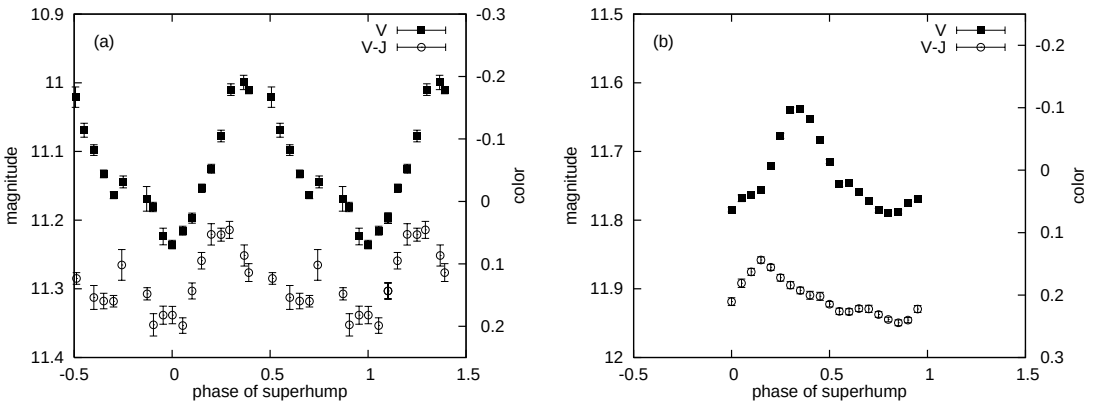

図 3.7: 周期でたたみこんだスーパーハンプの光度曲線と色。**(a)** は、時刻 $T = 10$ の日で、**(b)** は、時刻 $T = 14$ の日の結果を示している。V バンドの光度曲線を黒四角で、$V - J$ の色を白丸で示している。縦軸は等級で、横軸はスーパーハンプの位相である。光度曲線が最小をとる時を位相 **0** にしている。図の上方が天体が明るく青い。

図 3.7 (a)(b) はスーパーハンプの光度曲線と色変化をスーパーハンプの周期でたたみこんだ結果を示している。(a) は、時刻 $T = 10$ の日で、(b) は、時刻 $T = 14$ の日の結果を示している。V バンドの光度曲線を黒四角で、$V - J$ の色を白丸で示している。図 3.7 の縦軸横軸は、図 3.6 と同じで、スーパーハンプの位相である。

光度曲線に伴って、色についても変化がみられた。光度が極小の時に、色は最も赤くなっていた。そこから光度は上がり、同時に色も青くなっていったが、最も青くなる位相が最大光度の位相よりも先行していた。

図 3.6 の早期スーパーハンプでは、明るくなっている成分が赤くなっていた。しかしスーパーハンプは逆で、少なくともハンプの立上りの時は青くなっていた。また、色の振幅はスーパーハンプの方が早期スーパーハンプに比べて大きい傾向があった。早期スーパーハンプと通常のスーパーハンプで、色の挙動に差があることが明らかになったのは、今回が初めてである。

次に、短時間変動について各位相での放射成分の温度や放射面積の変化について調べるために、それぞれの位相での SED を前節と同様に黒体放射と温度 10^5 K の熱制動放射によってフィッティングした。かなた望遠鏡と MITSuME 望遠鏡で同時に良質なデータが得られた日は、$T = 5$、7、8、14 であった。

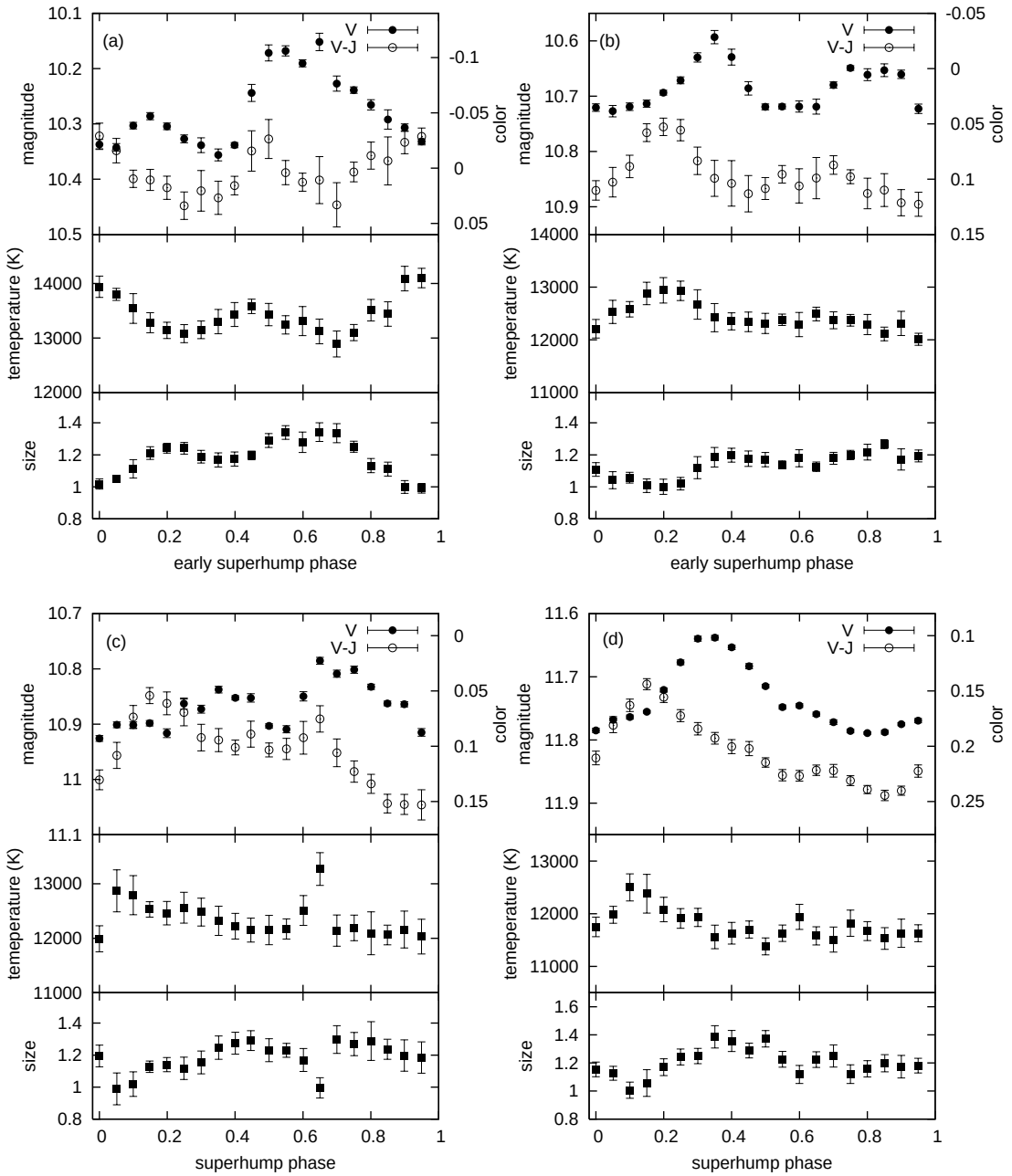

図 **3.8:** 短時間変動における黒体放射成分の変化。上のパネルは、観測結果である光度曲線と色の変化を示している。黒丸が V バンドの等級を示しており、白丸が $V-J$ の色を示している。中と下のパネルは、黒体放射と熱制動放射でモデルフィットしたときの計算結果である温度とその放射面積を示している。放射面積は、最も小さい値をとる位相で正規化している。横軸は、短時間変動の位相である。**(a)(b)(c)(d)** はそれぞれ、時刻 $T = 5$、7、8、14 の日の結果を示している。

図 3.8 は短時間変動に着目して、各位相に対する黒体放射成分の変化を示した図である。上のパネルは、観測結果である光度曲線と色の変化を示している。黒丸が V バンドの等級を示しており、白丸が $V-J$ の色を示している。中と下のパネルは、各位相での SED を黒体放射と 10^5 K の熱制動放射でモデルフィットさせたときの最適モデルの計算結果を示している。中のパネルは黒体放射の温度変化で、下のパネルは、黒体放射の放射面積の変化を示している。放射面積は、最も小さい値で正規化している。横軸は、短時間変動の位相である。図 3.8 の (a)(b)(c)(d) はそれぞれ、時刻 $T = 5$、7、8、14 の日の結果を示している。

図 3.8 (a) は、光度曲線がダブルピークで典型的な早期スーパーハンプが出現していた時の結果である。光度が極小のとき (位相 0) に温度が高くなっており、放射面積は小さくなっている。一方で光度曲線の極大の時、温度は低く、放射面積は大きくなっている。これは、早期スーパーハンプの起源が低温成分の膨張であることを示唆している。

図 3.8 (d) は、光度曲線がシングルピークで、典型的なスーパーハンプが出現していた時の結果である。まず、光度が上がっていくのと同時に温度も上昇していき、放射面積は逆に小さくなっていった。温度が光度に先行して極大を迎え、温度が下降傾向になった後に光度が極小を迎えた。またこの時、放射領域は最大になっていた。その後は、光度、温度、放射面積、共に緩やかに減少していた。この結果は従来のスーパーハンプ理論の物理描像で解釈することができる。すなわち、スーパーハンプが出現するときは、降着円盤が離心楕円型になっていると考えられており、ちょうど伴星が円盤に最も近付いたときに、強い潮汐トルクが円盤に働き質量降着率が増加して、円盤は加熱される。図 3.8 (d) でスーパーハンプの立ち上り時期に急速に温度が上がるのは、その加熱が見えているためだと解釈できる。また、温度が減少に転じてから光度が極大になり、それと同時に放射面積が極大になるのは、加熱終了後に円盤が膨張して、比較的低温になった円盤が広がった状態に相当していると考えられる。

図 3.8 (b) は、早期スーパーハンプの振幅が小さくなった後の結果で、早期スーパーハンプからスーパーハンプへの移行時期のものである。図 3.8 (c) は、スーパーハンプに移行した直後の状態である。また図 3.8 (b)(c) では、光度の主極大と副極大に合わせて (d) で現れていた加熱と膨張のサイクルが 2 度起きている。

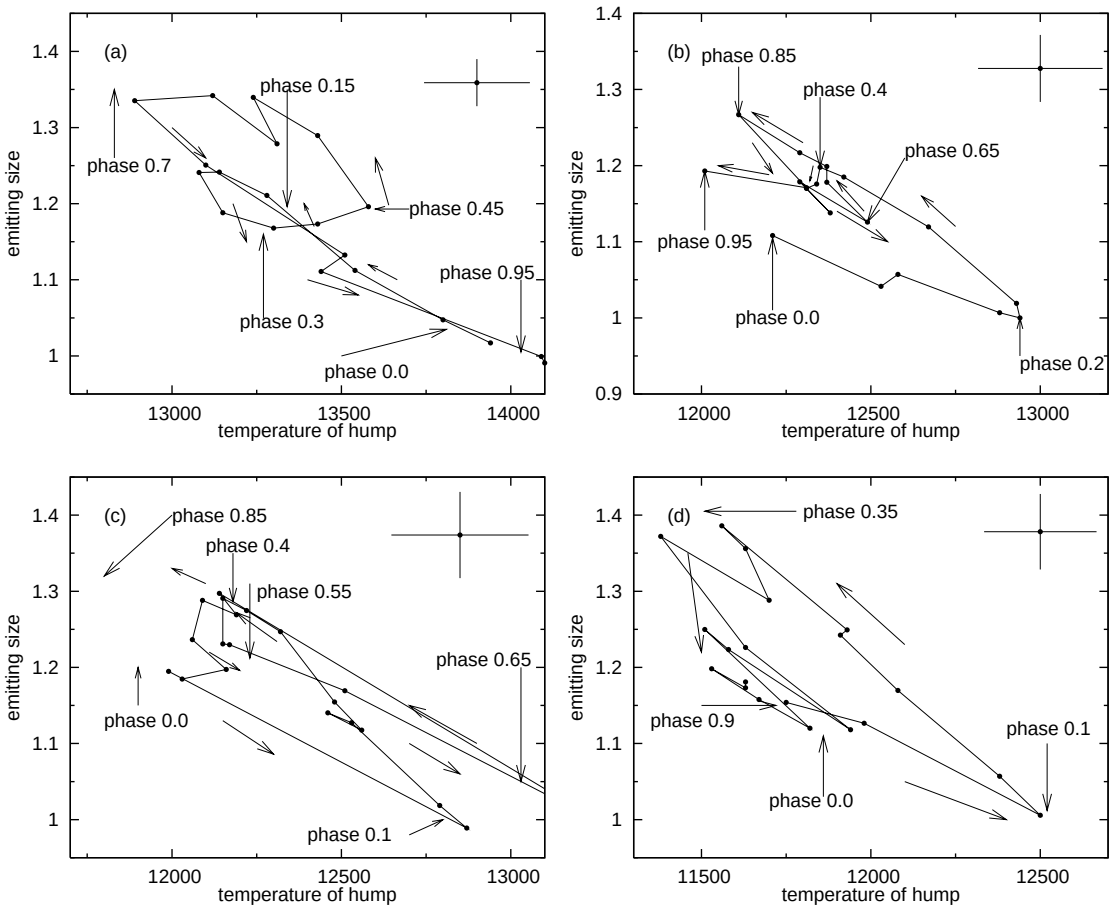

図 3.9: 黒体放射の温度と放射領域の関係。図 **3.8** の黒体放射の温度を横軸にとり、放射面積の大きさを縦軸にとった図である。典型的な誤差範囲を図の右上へ示す。図 **3.8** と同様に、放射面積は、最も値が小さい位相で正規化している。**(a)(b)(c)(d)** は図 **3.8** と同様にそれぞれ、時刻 $T = 5$、7、8、14 の結果を示している。

図 3.9 (a)(b)(c)(d) は、図 3.8 の中段で示した黒体放射の温度を横軸にとり、下段で示した放射面積の大きさを縦軸にとった図である。図 3.8 と同様に、放射面積は最も値が小さい位相で正規化している。図 3.9 の (a)(b)(c)(d) は図 3.8 と同様にそれぞれ、時刻 $T = 5$、7、8、14 の結果を示している。

図 3.9 (a) では、初めは高温で徐々に温度が下がり面積が広がっていく。位相 0.45 前後で急に面積が増えて、また温度が下がりながら面積が広がっていく。位相 0.7 で折り返して温度が上がり始め、似た軌跡を通って最初の状態に戻ってくる。また、温度が上がるのと同時に面積が広がっている (位相 0.3—0.45) 位相があるのはのはこの早期スーパーハンプの結果だけである。

図 3.9 (d) では、最初に加熱され面積が小さくなり、位相 0.1 で折り返して面積が広がって冷却され、また位相 0.35 で折り返してゆっくりもとの状態に戻っている。加熱と膨張による冷却のサイクルが起きていると考えられる。

また、図 3.9 (b)(c) では、温度と面積の変化は、1 周期で大きな円を描くが、冷却されて面積が広がっていく途中で軌道を逸れて、その円の中にまた小さな円を描いている。これは、図 3.8 でも示したが、よりわかりややすく降着円盤の加熱と膨張のサイクルが 2 度おきていることを表している。

第4章　議論

4.1　無変動成分を考慮した場合の短時間変動の解析

早期スーパーハンプや通常のスーパーハンプは、いずれも降着円盤外縁の局所的な領域がハンプの光源であると考えられている (Warner, O'Donoghue 1988; Osaki et al. 2002; Kato 2002)。このため、観測された変動は降着円盤全体が変動しているのではなく、内側の無変動成分と外側の変動成分が重ね合わさっている可能性がある。前述の 3.2 節では、このことを考慮せず短時間変動の解析を行ったが、ここでは無変動成分を考慮した場合の解析結果を示す。

観測されたフラックスが、ハンプを作る変動成分と、時間変動しない無変動成分の重ね合わせであると考える。また、これまでの解析と同様、両成分とも黒体放射と熱制動放射で表すことができると考える。しかしながら、得られている 6 バンドの測光からだけでは、変動成分と無変動成分の両方のパラメータを有意に決定することはできなかった。したがって、無変動成分はいくつかのパラメータを仮定する必要がある。最も単純には、例えば、g' バンドで最も暗い時 (位相 0) の天体からの放射を無変動成分と考えることができる。しかし、変動成分が 位相 0 で全く光っていないとは限らず、位相 0 の時の放射全てが無変動成分とは限らない。したがって、g' バンドで位相 0 の時に、無変動成分の全体のフラックスに対する寄与は 0 パーセントから 10 パーセント刻みで 100 パーセントまで変化させ、それぞれの場合の変動成分のパラメータを計算した。同様にこの場合の無変動成分の温度は位相 0 での最適モデルの値を使用した。また無変動成分は、黒体放射と 10^5 K の熱制動放射によって光っているとした。このように仮定した無変動成分を総フラックスから引いて、変動成分とした。

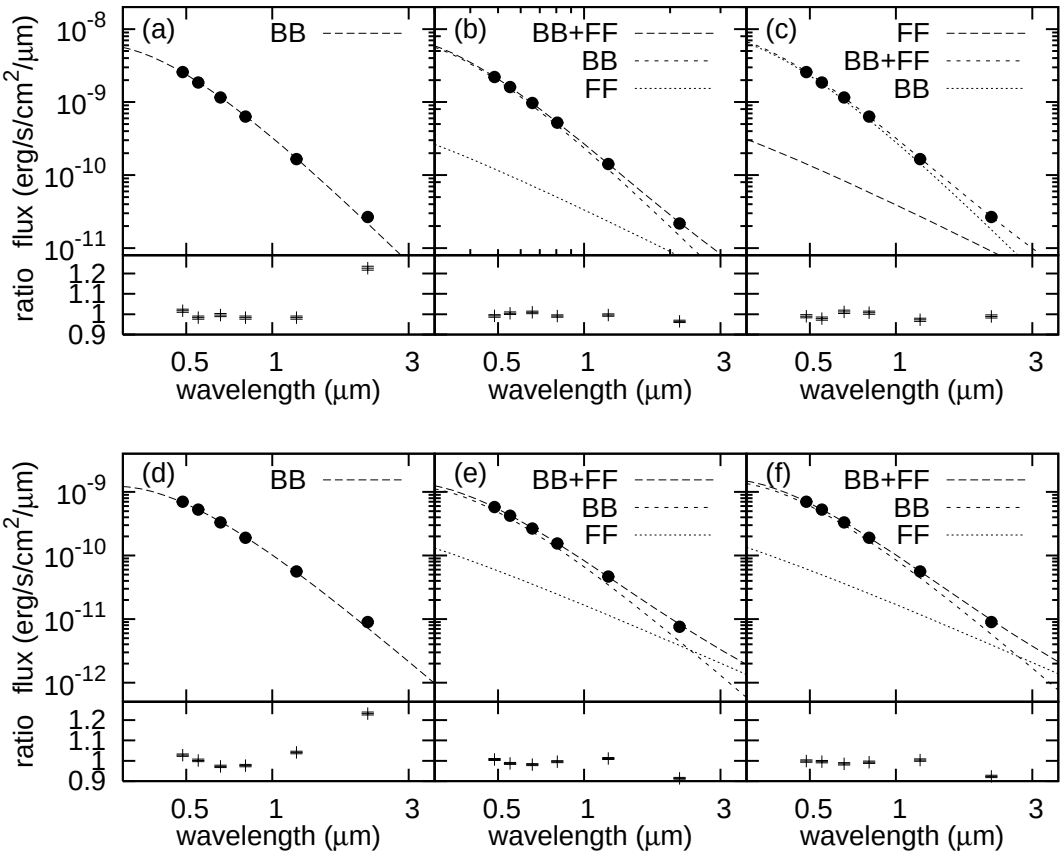

図 **4.1:** 短時間変動の極大と極小の時の変動成分の **SED** とその最適モデル。**SED** を黒体放射と温度 10^5 **K** の熱制動放射によってフィッティングした時の最適モデルを示している。図 **(a)(b)(c)** と **(d)(e)(f)** は、それぞれ、$T = 5$ と $T = 14$ の結果を表している。**(b)(e)** は極小の時 **(**位相 **0)**、**(a)(c)(d)(f)** は極大 **(**$T = 5$ **;** 位相 **0.45**、$T = 14$ **;** 位相 **0.35)** を迎えた時の結果である。また、点線で **(a)(d)** は黒体放射によるモデルを、**(b)(c)(e)(f)** は、黒体放射と熱制動放射の足し合わせによる最適モデルを示している。それぞれの図の縦軸は上のパネルはフラックスで、下のパネルは観測値からモデルをわったものである。横軸は波長である。いずれの図も無変動成分は g' バンドで極小の位相の時の全放射の **40** パーセントとしている。観測値の誤差は黒丸の大きさよりも小さい。

図 4.1 (a) は、$T = 5$ の位相 0 の時の天体からの放射の 40 パーセントが無変動成分であると仮定したとき、位相 0.45 の時の変動成分の SED を黒体放射でフィッティングしたときの最適モデルを表している。黒体放射の温度は $11,880 \pm 180$ K と計算された。図 4.1 (d) は、$T = 14$ の位相 0.35 の時の (a) と同様の解析をしたときの結果を表している。黒体放射の温度は $10,330 \pm 100$ K と計算された。1 日平均の SED の解析の結果である 図 3.2 と同様に、変動成分も K_s バントで超過が存在する。また、このような超過は早期スーパーハンプと通常のスーパーハンプの両方に無変動成分の寄与に関わらず、共通してみられる。

したがって、両ハンプでは黒体放射成分の増加だけでなく、近赤外域の別成分も増加し

ていることが明らかになった。よって、これまでの解析と同様に 10^5 K の熱制動放射を加えた。その結果が、図 4.1 (b)(c) である。図 4.1 (b)(e) は、それぞれ $T = 5$ と $T = 14$ の時の結果で、位相 0 の時の天体からの放射の 40 パーセントが無変動成分であると仮定したとき、位相 0 の放射の残りの 60 パーセントである変動成分を黒体放射と熱制動放射でフィッティングした最適モデルを示している。

図 4.1 (b)、(e) の黒体放射温度は、それぞれ $13,840 \pm 280$ K と $11,750 \pm 300$ K と計算された。図 4.1 (c) は、g' バンドで極大を向かえた位相 0.45 の時の SED である。図 4.1 (f) は、(c) と同様に位相 0.35 の時の SED である。それぞれ、13340 ± 220 K、11480 ± 370 K の黒体放射と 10^5 K の熱制動放射による最適モデルを示している。両モデルとも観測された SED をよく再現している。またこのとき、無変動成分は $13,540 \pm 260$ K (時刻 $T = 5$) と $11,900 \pm 230$ K (時刻 $T = 14$) の黒体放射と熱制動放射の足し合わせによって再現された。

この方法を用いて、短時間変動が観測された全ての日で同様の解析を行った。そのうち、早期スーパーハンプが現れていた $T = 5$ と、スーパーハンプが現れていた $T = 14$ の日の結果を次に示す。

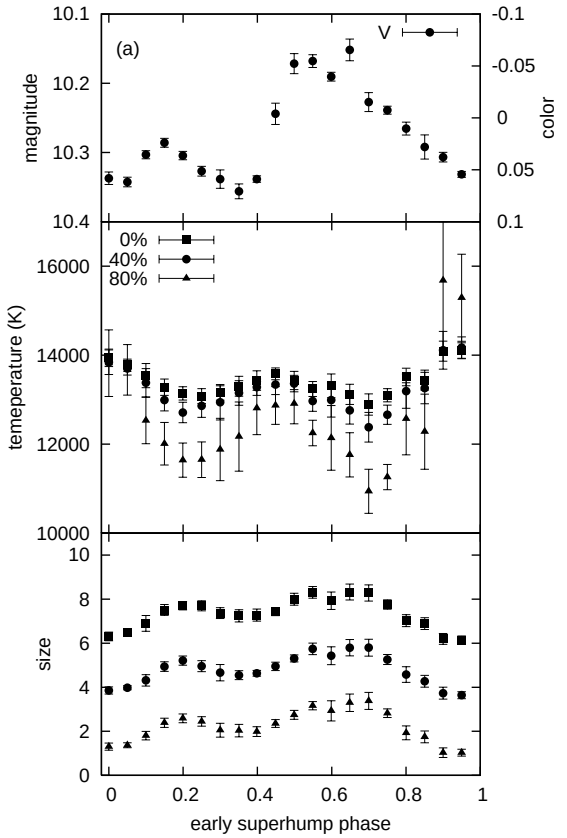

図 **4.2:** 光度と色変化に伴った変動成分の温度と放射面積の変化。上のパネルは、観測結果である光度曲線と色の変化を示している。黒丸が V バンドの等級を示しており、白丸が $V-J$ の色を示している。中と下のパネルは、黒体放射と熱制動放射でモデルフィットしたときの計算結果である温度とその放射面積を示している。無変動成分の割合が **0** パーセント、**40** パーセント、**80** パーセントの時をそれぞれ、黒四角、黒丸、黒三角で表している。下のパネルは放射面積の変化を示している。横軸は、短時間変動の位相である。**(a)**、**(b)** はそれぞれ、時刻 $T = 5$、14 の日の結果を示している。放射面積は無変動成分の寄与を **80** パーセントとしたときの最小値を **1** として正規化している。

図 4.2 は変動成分に着目して、位相に対する黒体放射成分の変化を示した図である。図 3.8 の結果は無変動成分の寄与が 0 パーセントの結果に相当し、その他に、無変動成分の寄与が 40 パーセント、80 パーセントの時の結果も示している。それぞれ図中では、無変動成分の寄与が 0 パーセント、40 パーセント、80 パーセントの時を、それぞれ黒四角、黒丸、黒三角で表している。図 4.2 (a)、(b) はそれぞれ、時刻 $T = 5$、14 の日の結果を示している。放射面積は無変動成分の寄与を 80 パーセントとしたときの最小値を 1 として正規化している。

図 4.2 (a) は、光度曲線がダブルピークで典型的な早期スーパーハンプが出現していた時の結果である。無変動成分の最適モデルは、黒体放射が $13,540 \pm 260$ K と計算された。変動成分の寄与が大きい場合、温度変化の振幅が大きくなり、放射面積の挙動は変わらない。

図 4.2 (b) は、光度曲線がシングルピークで、スーパーハンプが出現していた時の結果である。無変動成分の最適モデルは、$11,900 \pm 230$ K と計算された。早期スーパーハンプと同様の結果をみることができる。無変動成分の寄与が大きくなる程、加熱と膨張による冷却がより激しくなる傾向にある。

以上の結果より、無変動成分を考慮した場合、その寄与が大きくなるにつれて温度の変化量は大きくなるが、それ以外の基本的な変化傾向は無変動成分を考慮しない 3.3 節 の場合の結果と変わらない。これは、ハンプに付随する温度変化の定性的な挙動が、無変動成分の有無には大きく影響を受けないことを示唆する。

4.2 アウトバースト後の黒体放射成分と再増光現象の関係

WZ Sge 型矮新星が再増光現象を起こすのは、潮汐限界半径以下で、3:1 共鳴半径以上に広がった部分によるという考えがある (Hellier, 2001)。

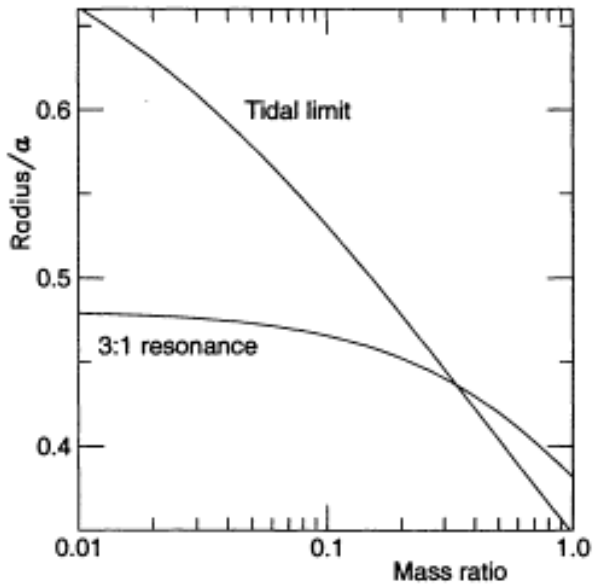

図 **4.3:** 潮汐限界半径、**3:1** 共鳴半径と質量比の関係。横軸と縦軸は、それぞれ質量比と降着円盤の外縁半径である **(Hellier, 2001)**。

図 4.3 は、潮汐限界半径、3:1 共鳴半径と連星の質量比の関係を示している。横軸は連星の質量比で、縦軸は連星間距離 a と降着円盤の外縁半径の比である。図 4.3 より、質量比 $\lesssim 0.3$ の連星系では 3:1 共鳴半径より降着円盤は広がることができ、潮汐不安定性によりスーパーアウトバーストが発生する。さらに、WZ Sge 型のように連星質量比が非常に小さい ($\lesssim 0.1$) 天体の場合、3:1 共鳴半径と潮汐限界の間に大量のガスが運ばれる可能性が Hellier (2001) によって指摘されている。そして、その広がりすぎた降着円盤が質量溜めとして働き、遅れた質量降着が発生することによって生じるアウトバーストが再増光だと考えられている。

V455 And は今回のアウトバーストで再増光しなかった。図 3.3 では、アウトバーストが終了した $T = 19$ の時に光度が急激に減少するのと同時に降着円盤の外縁部から放射されていると考えられる黒体放射の温度も急激に下がっていた。しかし、その放射面積は急激に減少することはなく、徐々に小さくなっていった。黒体放射成分の放射面積が一定値に達したのは、急速減光から約 20 日後であり、この期間は他の WZ Sge 型矮新星では再増光期間に相当する。この黒体放射成分は、アウトバースト時と同様、光学的に厚い降着円盤が起源だと考えられる。光学的に厚い降着円盤からの寄与が、アウトバースト終了直後で依然大きいことは、円盤に大量の物質が残っていることを示唆する。これは、Hellier (2001) や Osaki et al. (2001) が予言している円盤外縁部に残った質量溜めの観測的傍証と考えることができる。このように再増光の原因が 3:1 共鳴半径以上に広がった物質によるものだとすれば、もし降着円盤に残っている物質がもう少し多かったならば V455 And も再増光をしたかもしれない。

また Hameury et al. (2000) では、伴星からの質量輸送率が増えることによって、再増光していると考えられた。この場合、ホットスポットからの熱制動放射の寄与が急激に増加することが期待される。V455 And の場合、再増光は観測されず、予言されるような熱制動放射の急激な増加も観測されなかった。図 3.3 からわかるように、熱制動放射の寄与は時間と共に緩やかに増加しており、アウトバースト終了直後 $T = 19$—30 では、$T = 40$ 以降よりも熱制動放射の寄与は小さい。これは、静穏時と比較してアウトバースト終了直後に伴星からの質量輸送率が増加していないことを示唆する。

また、$T = 40$ 以降で、黒体放射成分の放射面積と温度は一定になる。Araujo-Betancor et al. (2005) では V455 And の白色矮星の表面温度を 10,500 K と見積もっており、$T = 40$ 以降の温度はこの値に近い。したがって、$T = 40$ までに卓越していた降着円盤起源の黒体放射成分は弱くなり、$T = 40$ 以降では白色矮星からの放射が卓越していると考えられる。また、その場合、$T = 40$ 以降で黒体放射成分の放射面積が一定になることも理解できる。

4.3 早期スーパーハンプの起源

早期スーパーハンプは通常のスーパーハンプとは色の挙動が異なっており、ハンプに付随する降着円盤の加熱と膨張による冷却のサイクルは明らかにはみられなかった。今回の結果より、低温成分が膨張していることによって変動が起きていることがわかった。早期スーパーハンプの振幅は連星軌道傾斜角に依存する (Kato, 2002)。また、降着円盤は外側ほど温度が低いため、したがって、円盤外縁部の垂直方向の膨張によって早期スーパーハンプが発生していることが示唆される。現在提唱されている早期スーパーハンプについての 2 つのモデル Kato (2002) と Osaki, Meyer (2002) はいずれも観測結果と矛盾せず、今後、光度曲線や温度変化についての理論研究が進めば今回得られた観測から早期スーパーハンプの理論を検証できるだろう。

4.4 スーパーハンプの観測結果と過去の理論計算の比較

スーパーハンプはアウトバースト中の降着円盤外縁部の局所的な変動が原因である (Warner, O'Donoghue 1988; Osaki et al. 2002; Kato 2002)。

Hassall (1985) は、SU UMa 型矮新星 EK TrA のスーパーアウトバーストを観測した。$0.33 - 0.66$ μm の分光観測の結果からスーパーハンプ光源は $\sim 5,700$ K の黒体放射温度で、ハンプの底と比較して赤いと報告した。また、Naylor et al. (1987) は、SU UMa 型矮新星 OY Car のスーパーアウトバーストを可視光から近赤外線まで同時に測光観測した。その結果からスーパーハンプ光源は $\sim 8,000$ K の黒体放射温度で、色指数は EK TrA のスーパーハンプと同様に赤いと報告した。そこで、Smak (2005) は、スーパーハンプ光源を円盤外縁部の一部だというモデルをたてて観測されたスーパーハンプの振幅から表面温度を求めた。図 4.4 にその降着円盤のモデルを示す。

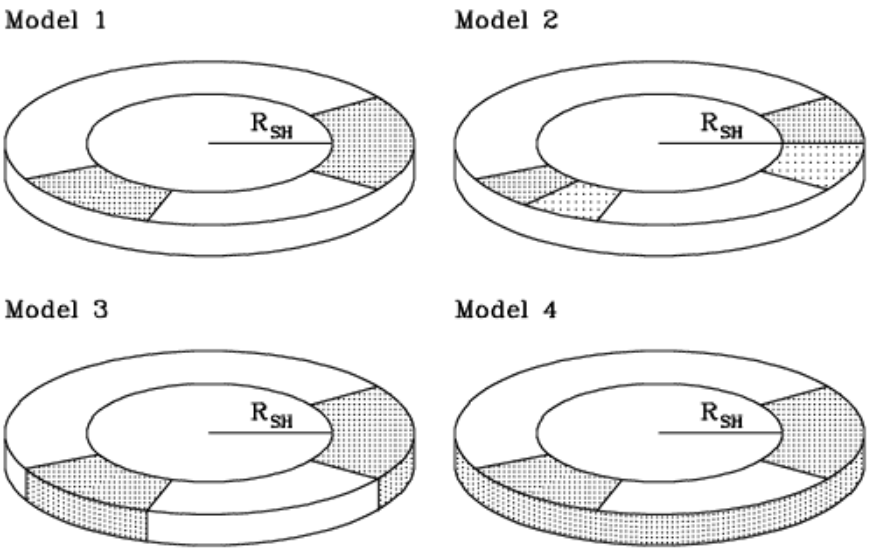

図 4.4: スーパーハンプ光源のモデル図 (Smak, 2005)。

図 4.4 は、スーパーハンプしているときの降着円盤の図で、色の付いている箇所がスーパーハンプ光源だとしている。Model 2 の色の違いは、温度の違いに対応している。これらのモデルよりスーパーハンプ光源は 25,000—30,000 K (Model 1)、または 15,000—20,000 K (Model 2, 3, 4) で、色は青くなるという計算結果を導いた。

今回の観測で、加熱が終了して低温成分が最大まで膨張した時にスーパーハンプ極大に達することが明らかになった。Smak (2005) では観測されるスーパーハンプの振幅を説明するために、円盤外縁部が加熱され高温になった場合の温度を試算している。しかし今回の結果は、実際には加熱時だけでなく、加熱終了後の過程も考慮する必要があることを示唆する。Hassall (1985) や Naylor et al. (1987) の観測結果も、実際には低温成分の膨張を表していた可能性がある。また、加熱時の温度が Smak (2005) の計算結果と合致するためには、図 4.2 より無変動成分の全フラックスへの寄与が 80 パーセント以上ある必要がある。

第5章　まとめ

2007 年にスーパーアウトバーストした V455 And の、g'、V、Rc、Ic、J、K_s バンドの多色測光観測を行った。早期スーパーハンプはアウトバースト極大から約 7 日間ほど、その後はスーパーハンプが約 11 日間ほど続けて観測された。早期スーパーハンプの検出によって、この天体が爆発頻度が極めて低い WZ Sge 型矮新星であることが確立した。V455 And のような WZ Sge 型矮新星において、可視—近赤外線域で長期間多色観測が行われたのは今回が初めてである。6 バンドの色の変化から、アウトバースト中の天体の放射機構や温度変化などを調べた。

アウトバースト中の可視域の放射は 11,000—13,000 K の黒体放射でほぼ再現できたが、近赤外線域では超過成分があった。この超過成分の放射機構は不明だが、今回は円盤大気の光学的に薄い領域からでている熱制動放射であると考え、観測結果を再現した。

V455 And は今回のスーパーアウトバースト後に再増光しなかった。黒体放射温度はアウトバースト終了と同時に急激に低下したが、通常の再増光期間中に黒体放射の放射面積はゆるやかな減少を続けた。これは、スーパーアウトバースト後に、再増光の原因かもしれない光学的に厚い円盤が残っていたことを示唆する。

スーパーハンプは、黒体放射温度が極大を迎えて減少傾向になってから放射面積が極大を迎え、そのとき光度が極大に達することがわかった。これは、降着円盤の加熱と膨張による冷却の過程をみていると推測される。

早期スーパーハンプは、スーパーハンプとは異なり極大光度の時に色が最も青くなっておりハンプ成分が比較的低温であることがわかった。よって、円盤外縁部の低温領域の円盤が縦方向に膨張していると考えられる。

また、早期スーパーハンプとスーパーハンプについては、円盤中心部の無変動成分を考慮した解析も行った。その結果、変動成分についても近赤外線域で黒体放射だけでは再現できない超過成分が存在することが明らかになった。無変動成分を考慮しない結果と比較して変動成分の黒体放射温度の変化率は大きくなったが、定性的な挙動には同様の傾向がみられた。

付 録A　光度曲線

＊ かなた望遠鏡による観測 V、J、K_s バンドの測光結果と、MITSuME 望遠鏡による観測 g、Rc、Ic バンドの測光結果を示す。

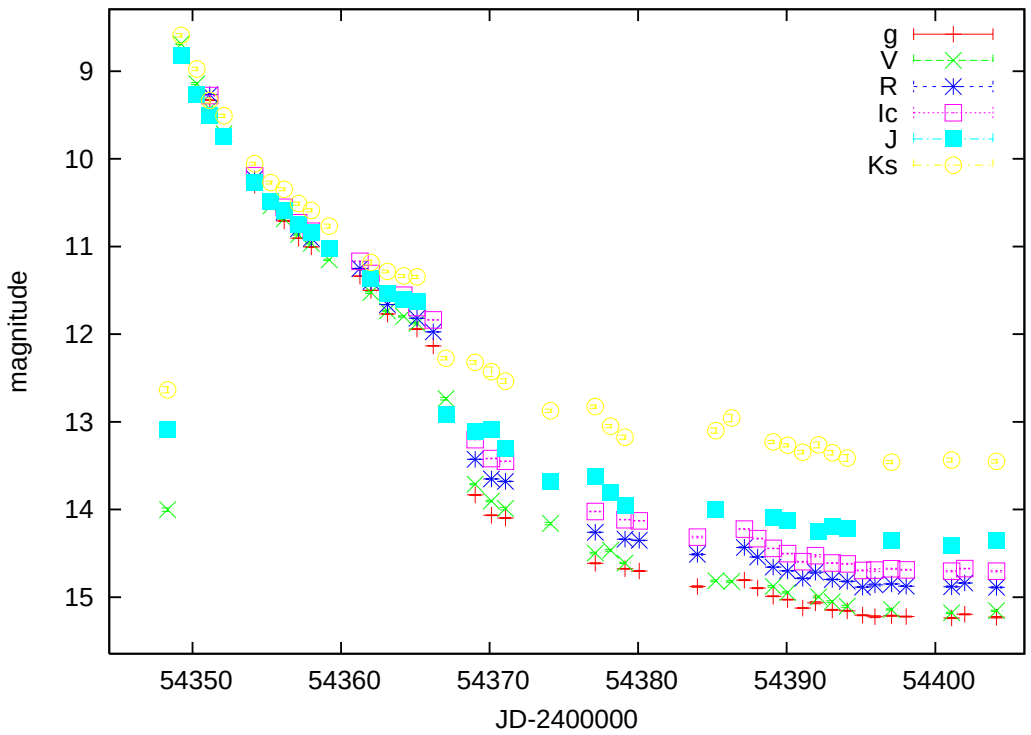

図 A.1: 光度曲線

全観測波長 6 バンドの光度曲線である。9 月 4 日から 10 月 30 日までの結果を示している。

以下は、観測した日毎にの短時間変動周期でたたみこんだ結果を示す。

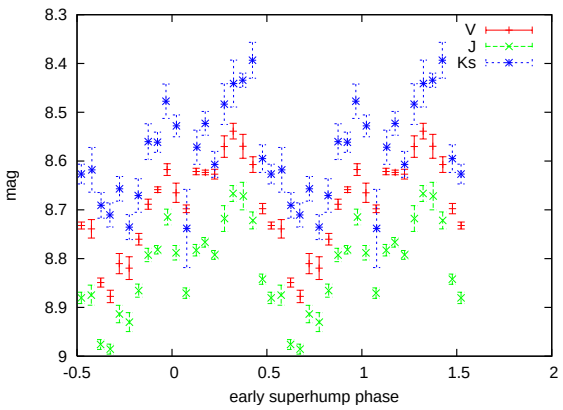

図 A.2: 9 月 5 日

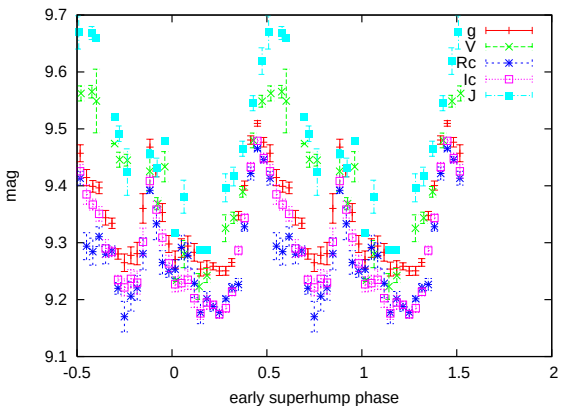

図 A.3: 9 月 7 日

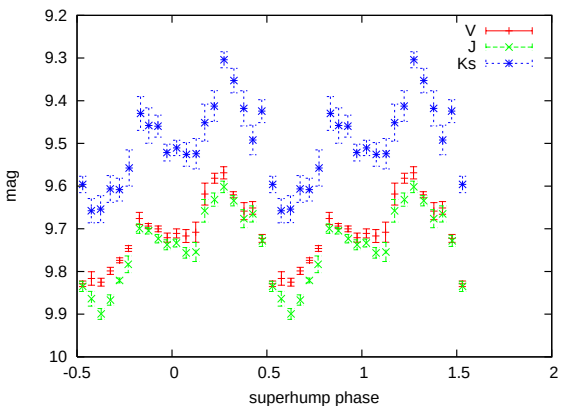

図 A.4: 9 月 8 日

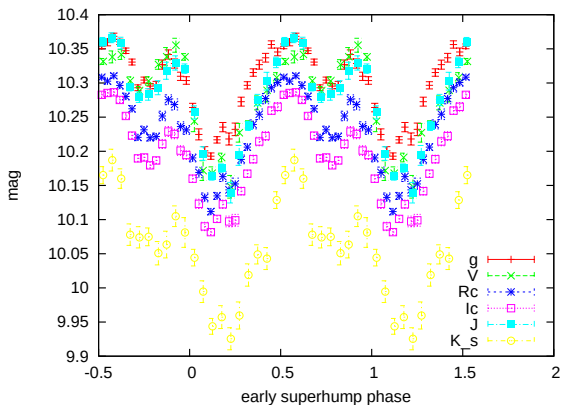

図 A.5: 9 月 10 日

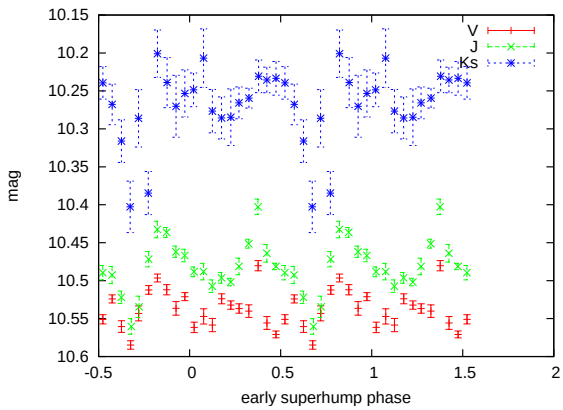

図 A.6: 9 月 11 日

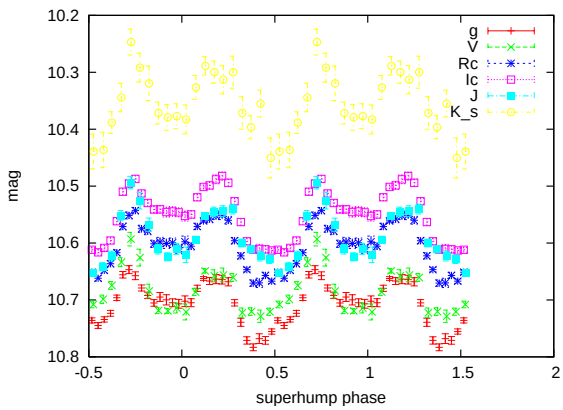

図 A.7: 9 月 12 日

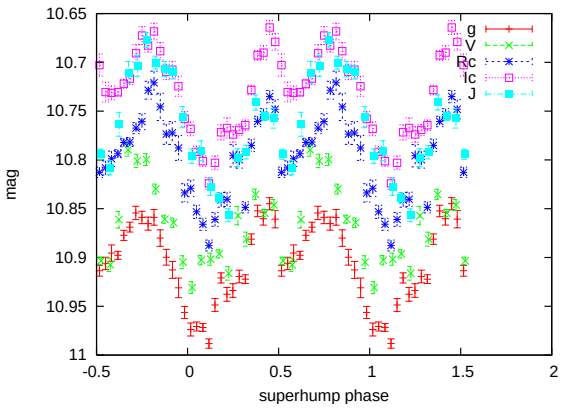

図 A.8: 9 月 13 日

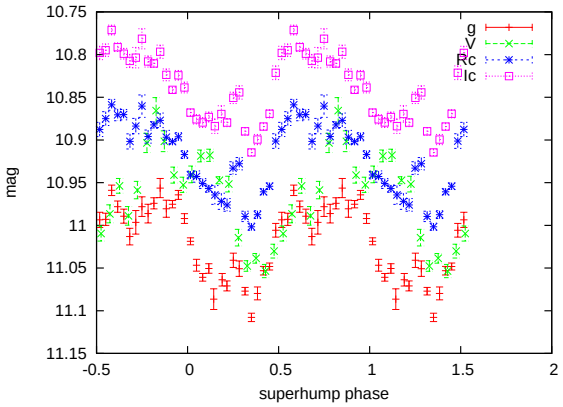

図 A.9: 9 月 14 日

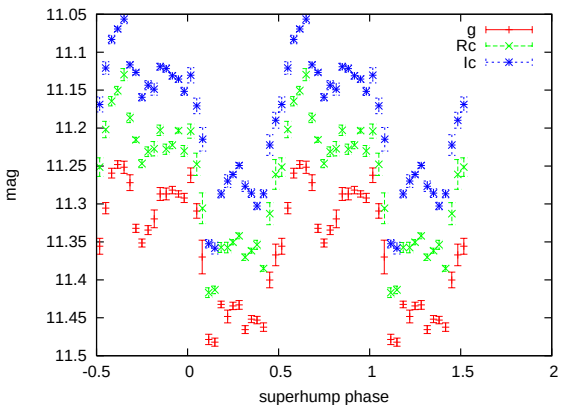

図 A.10: 9 月 17 日

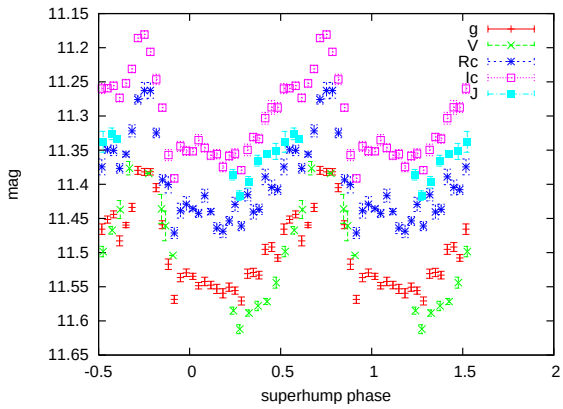

図 A.11: 9 月 18 日

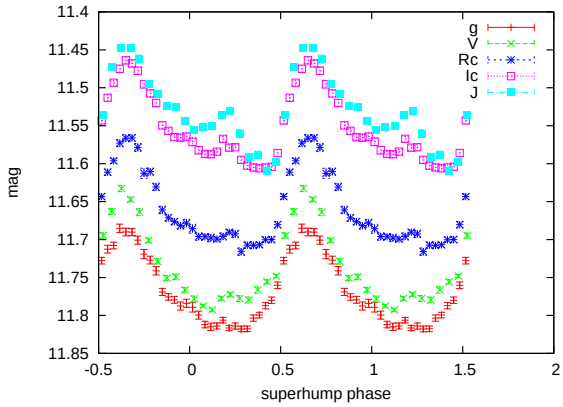

図 A.12: 9 月 19 日

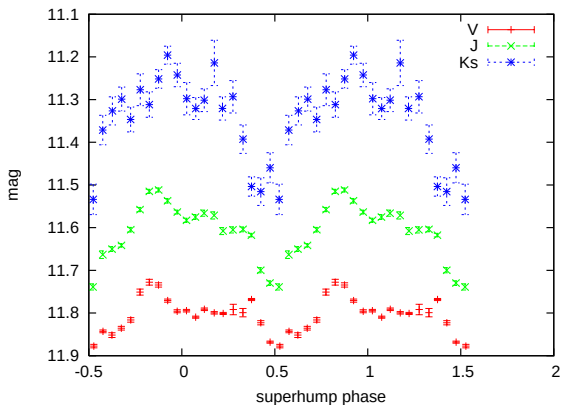

図 A.13: 9 月 20 日

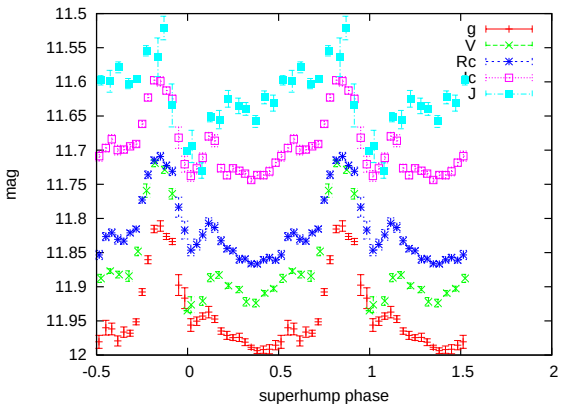

図 A.14: 9 月 21 日

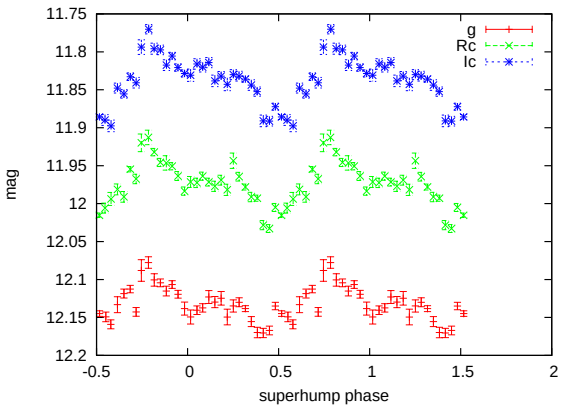

図 A.15: 9 月 22 日

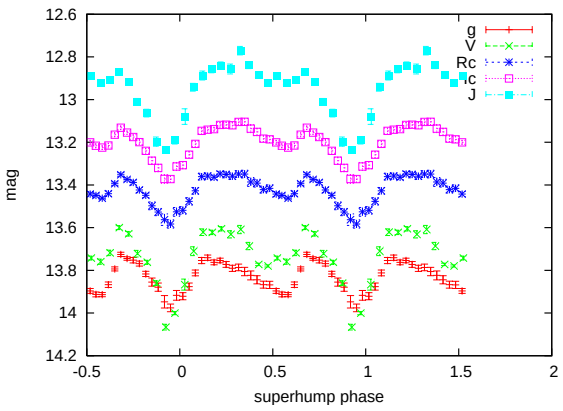

図 A.16: 9 月 25 日

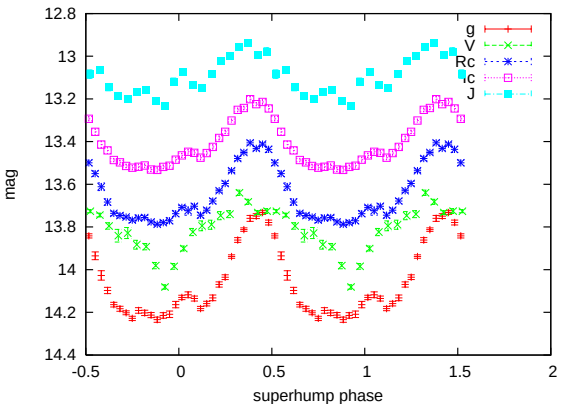

図 A.17: 9 月 26 日

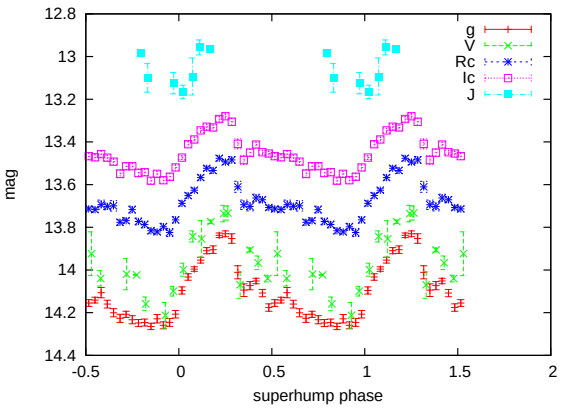

図 A.18: 9 月 27 日

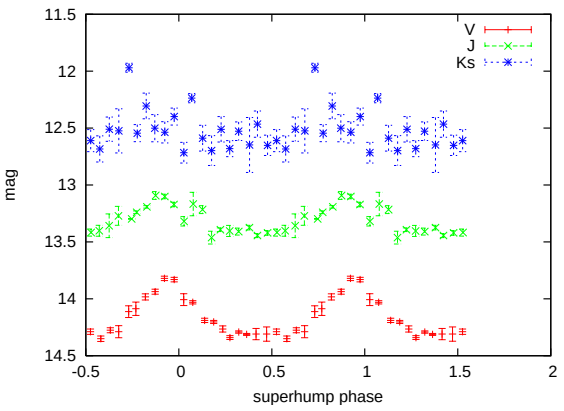

図 A.19: 9 月 30 日

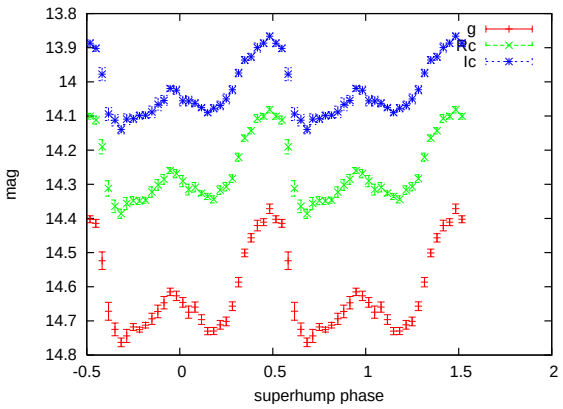

図 A.20: 10 月 3 日

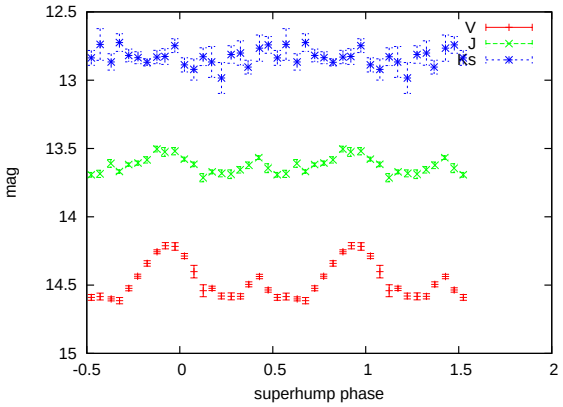

図 A.21: 10 月 4 日

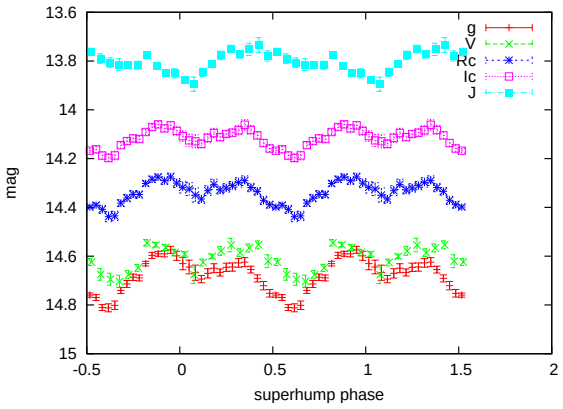

図 A.22: 10 月 5 日

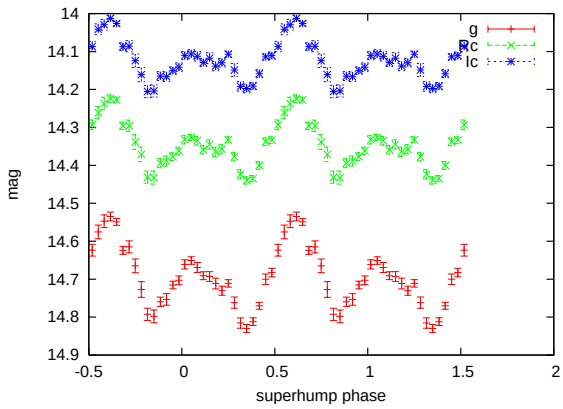

図 A.23: 10 月 6 日

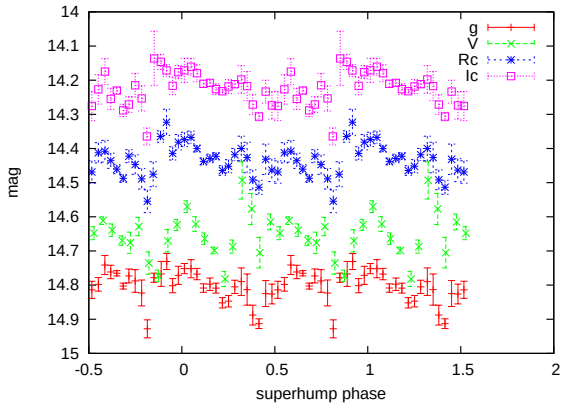

図 A.24: 10 月 13 日

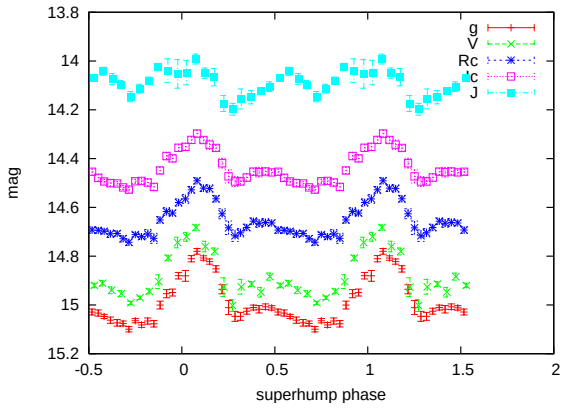

図 A.25: 10 月 15 日

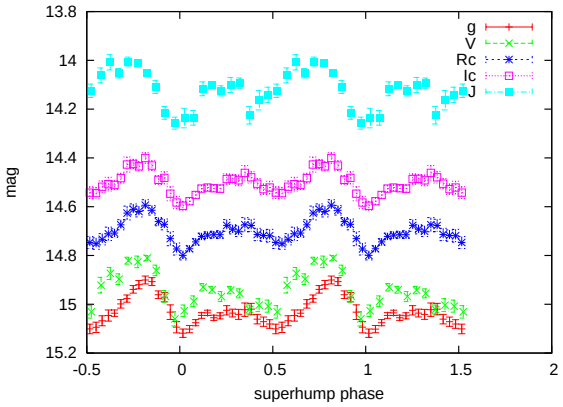

図 A.26: 10 月 16 日

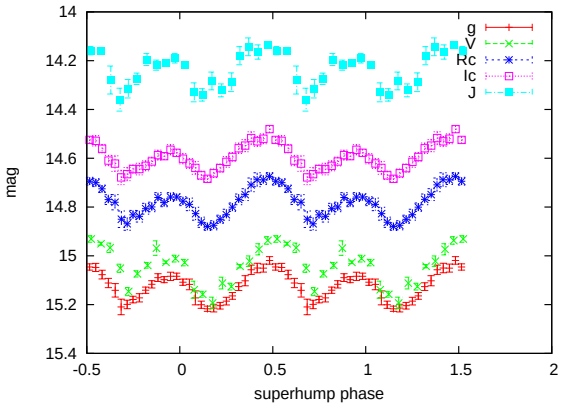

図 A.27: 10 月 17 日

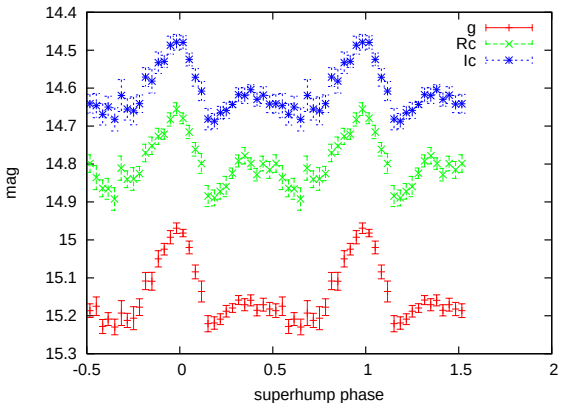

図 A.28: 10 月 19 日

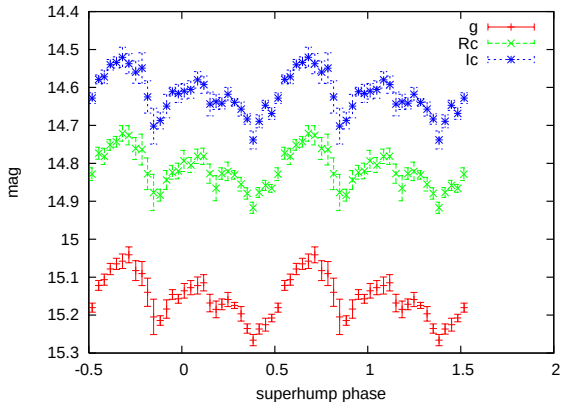

図 A.29: 10 月 20 日

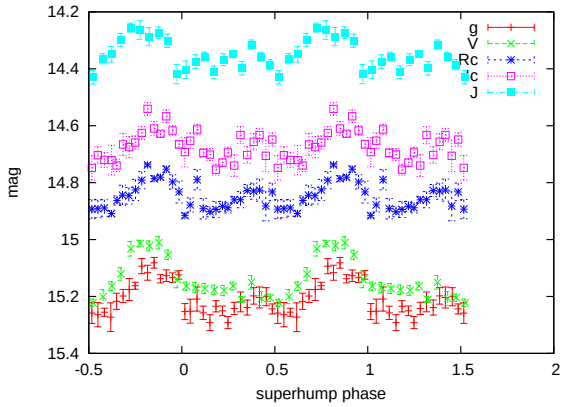

図 A.30: 10 月 23 日

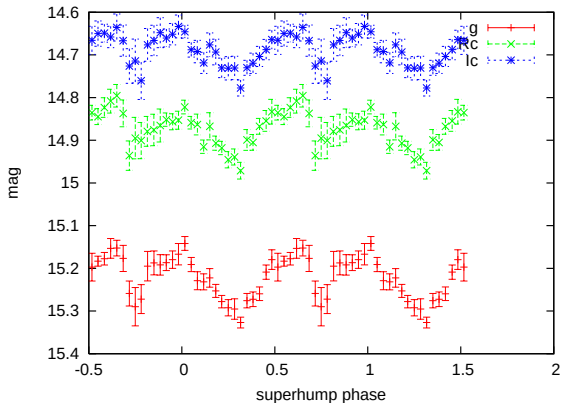

図 A.31: 10 月 24 日

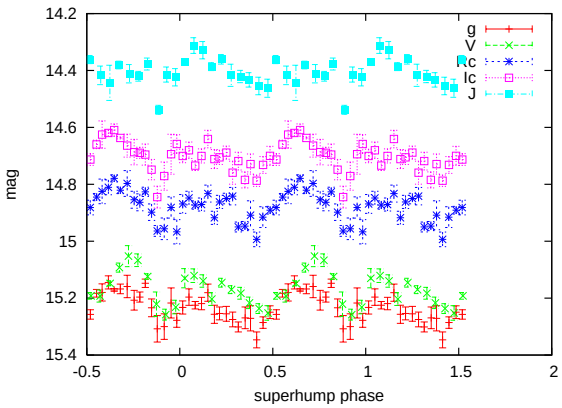

図 A.32: 10 月 27 日

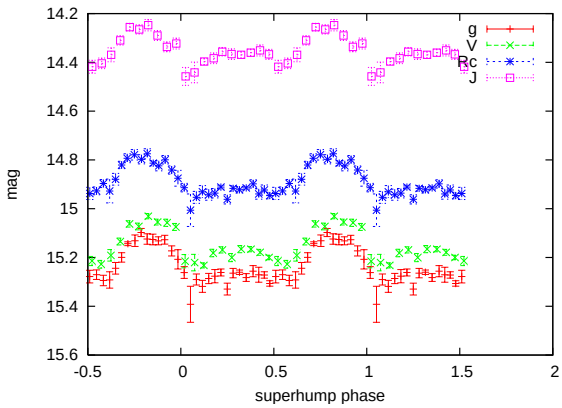

図 A.33: 10 月 30 日

付 録B　色指数

かなた望遠鏡による観測 V、J、K_s バンドの測光結果と、MITSuME 望遠鏡による観測 g、Rc、Ic バンドの測光結果より求めた色指数の変化を示す。

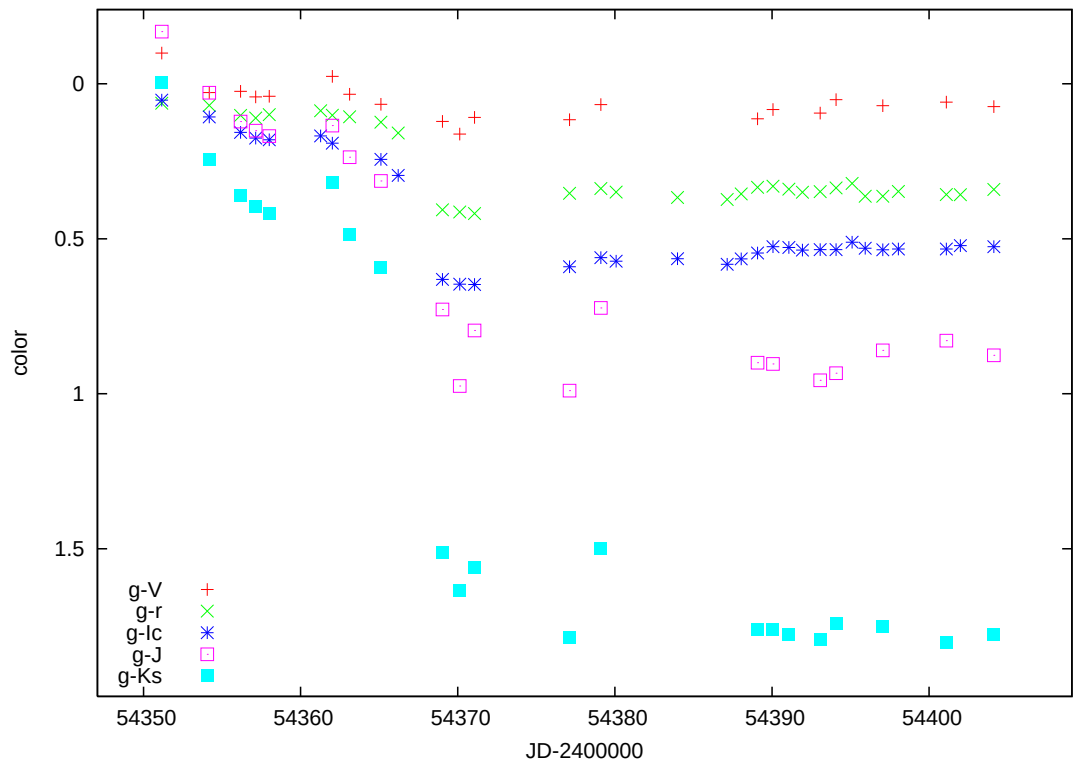

図 B.1: 色指数の変化

9 月 4 日から 10 月 30 日までの結果を示している。

以下は、観測した日毎にの短時間変動周期でたたみこんだ色指数の変化を示す。

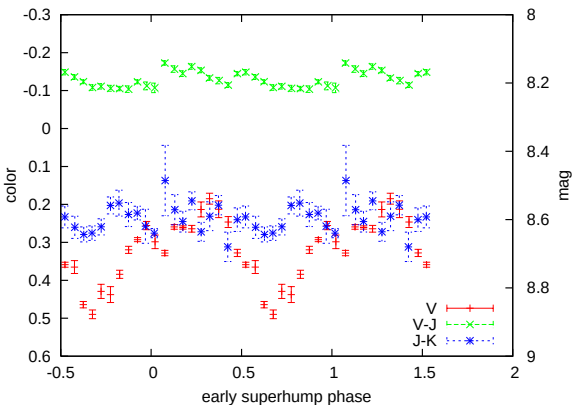

図 B.2: 9 月 5 日

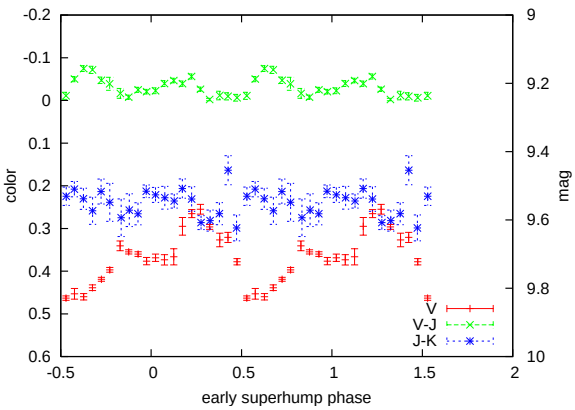

図 B.3: 9 月 8 日

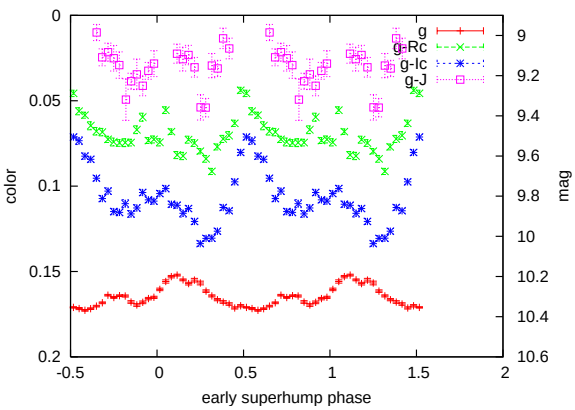

図 B.4: 9 月 10 日

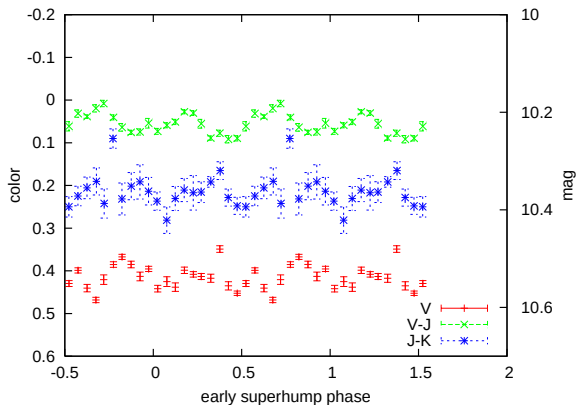

図 B.5: 9 月 11 日

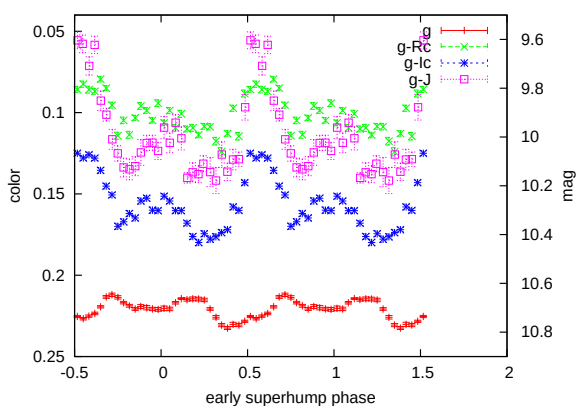

図 B.6: 9 月 12 日

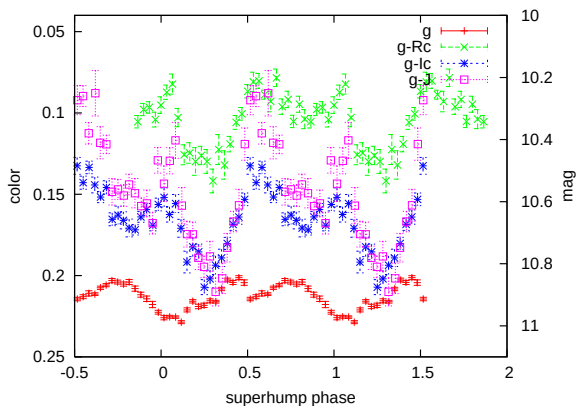

図 B.7: 9 月 13 日

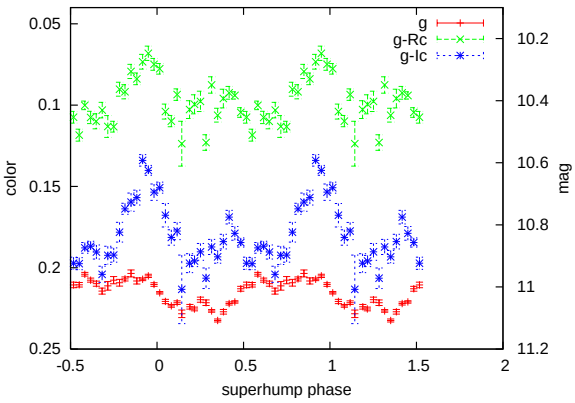

図 B.8: 9 月 14 日

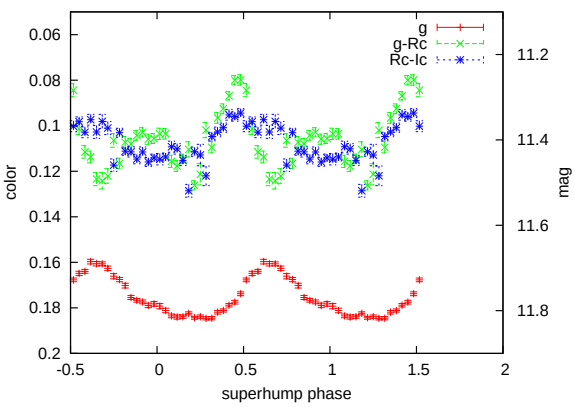

図 B.9: 9 月 19 日

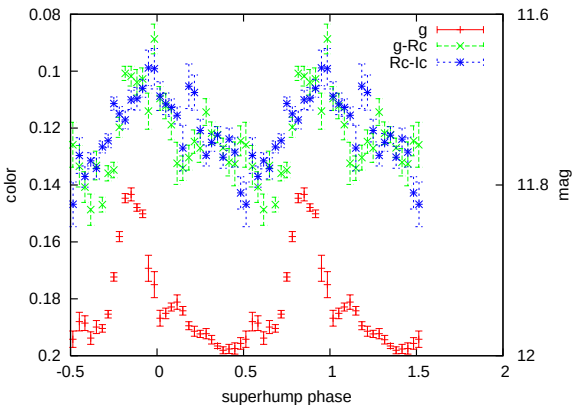

図 B.10: 9 月 21 日

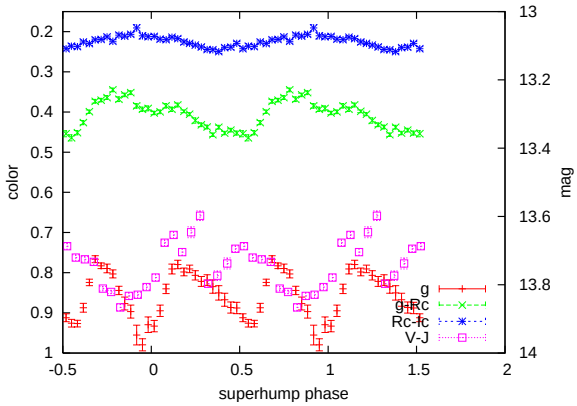

図 B.11: 9 月 25 日

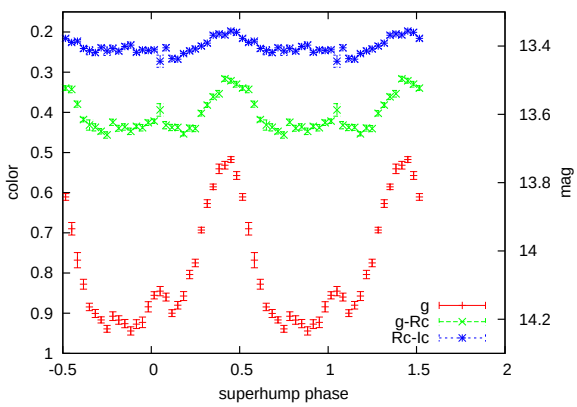

図 B.12: 9 月 26 日

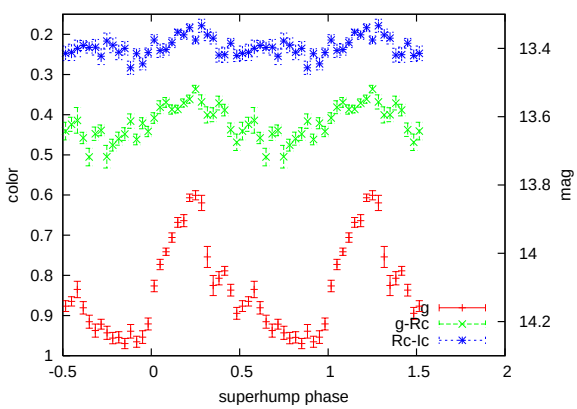

図 B.13: 9 月 26 日

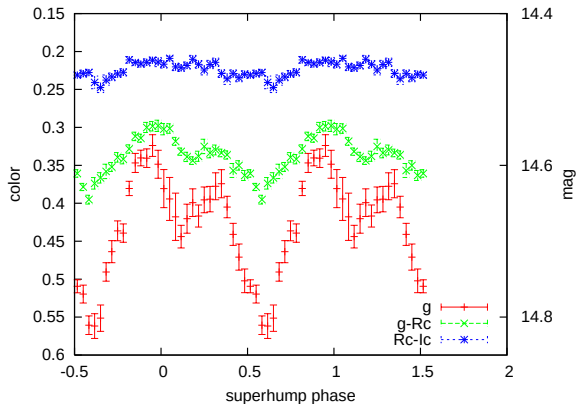

図 B.14: 10 月 5 日

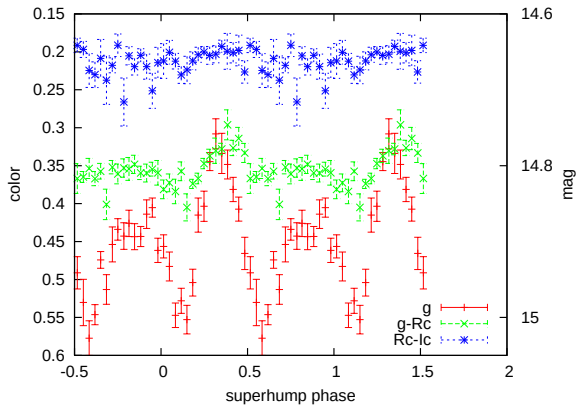

図 B.15: 10 月 14 日

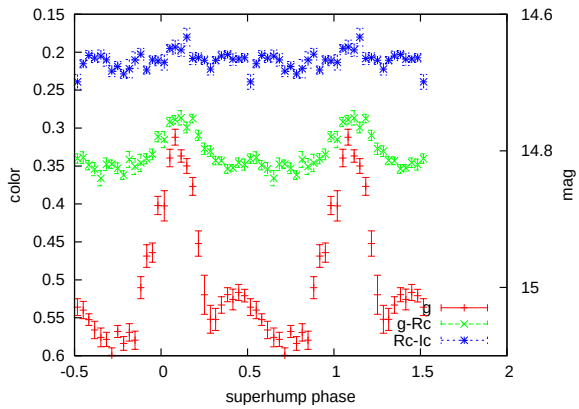

図 B.16: 10 月 15 日

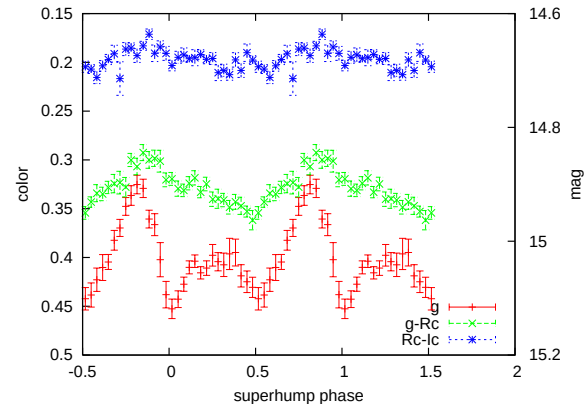

図 B.17: 10 月 16 日

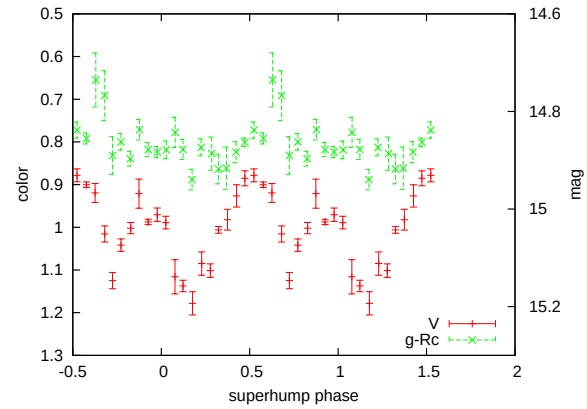

図 B.18: 10 月 17 日

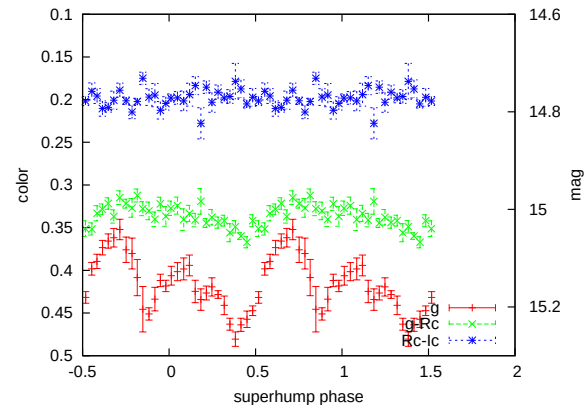

図 B.19: 10 月 20 日

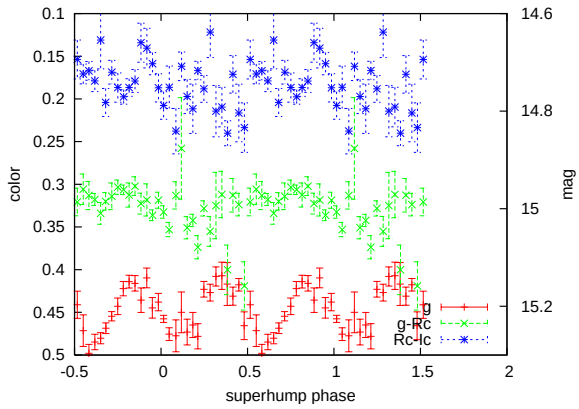

図 B.20: 10 月 21 日

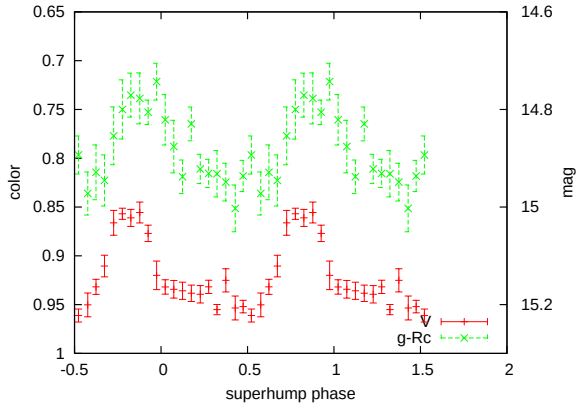

図 B.21: 10 月 23 日

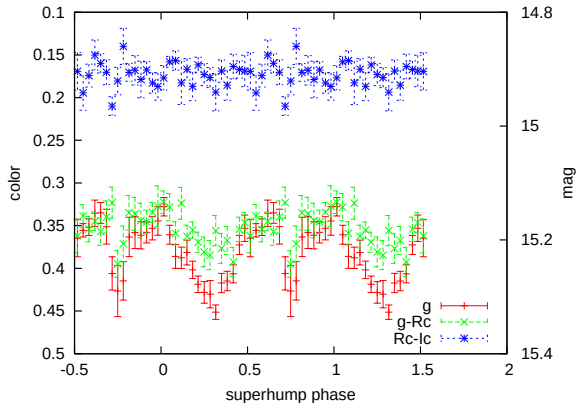

図 B.22: 10 月 24 日

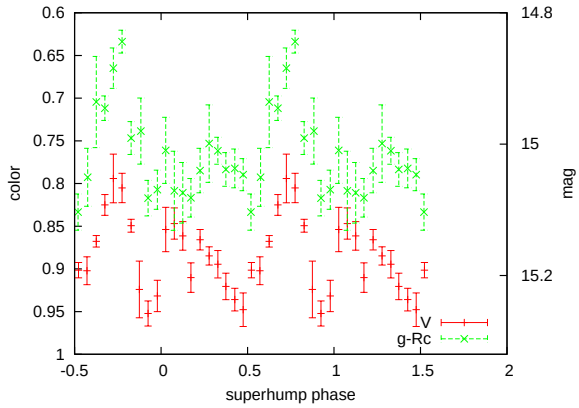

図 B.23: 10 月 27 日

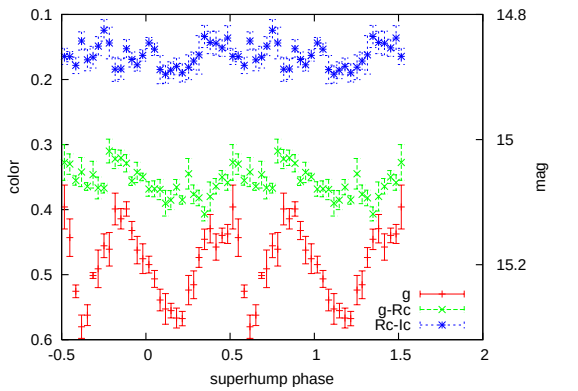

図 B.24: 10 月 28 日

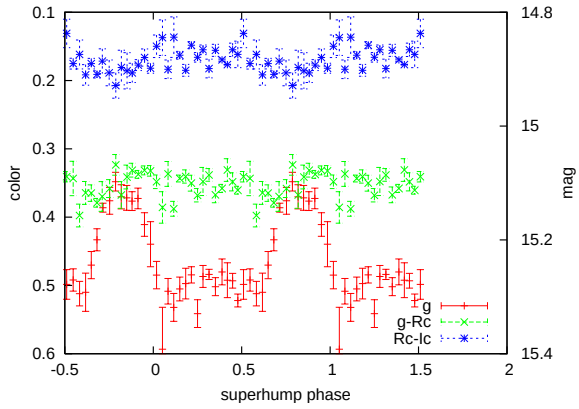

図 B.25: 10 月 30 日

付 録C　一日平均SED

一日平均の SED を、黒体放射と 10^5 K の熱制動放射によってフィッティングしたときの最適モデルをしめす。

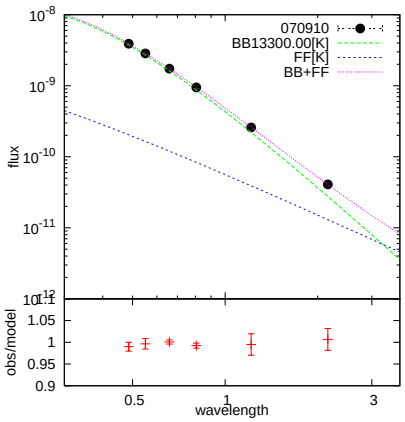

図 C.1: 9 月 10 日

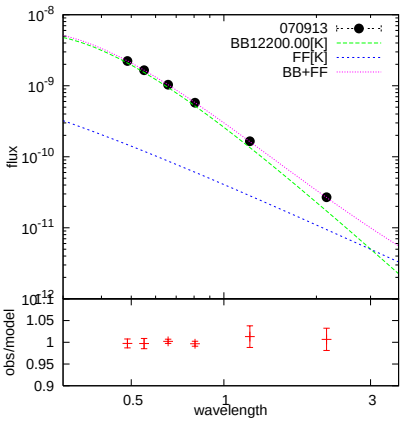

図 C.3: 9 月 13 日

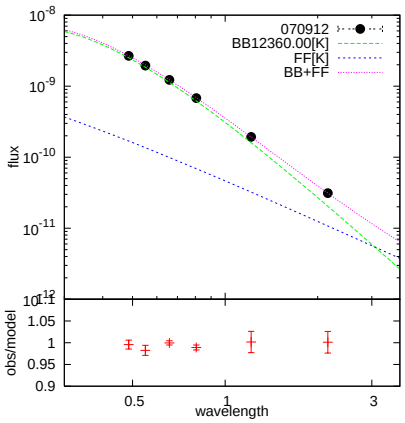

図 C.2: 9 月 12 日

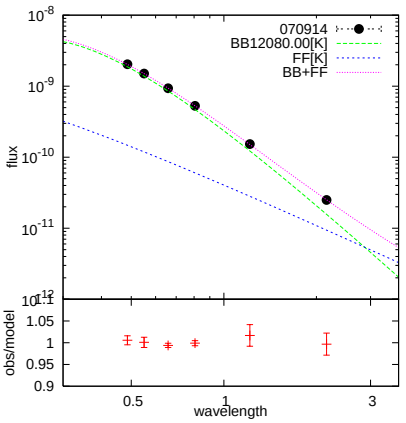

図 C.4: 9 月 14 日

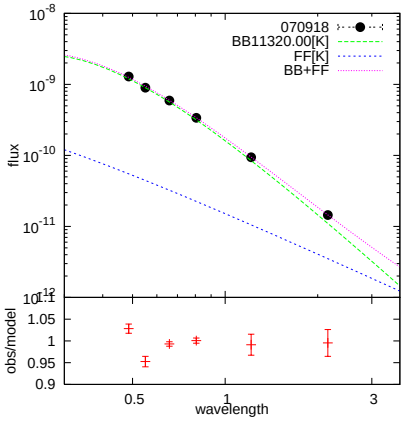

図 C.5: 9 月 18 日

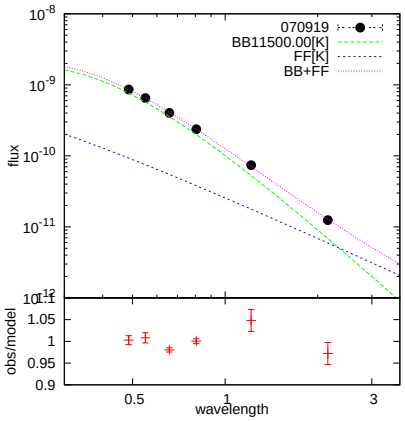

図 C.6: 9 月 19 日

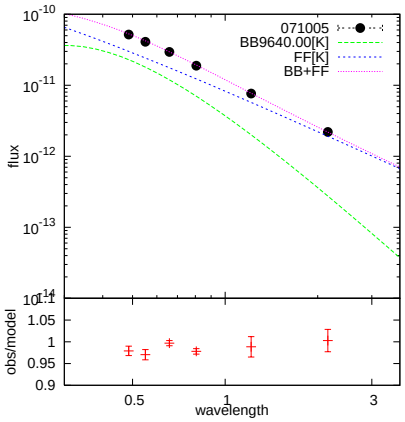

図 C.7: 10 月 5 日

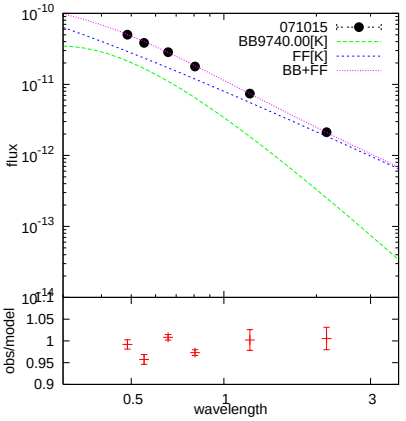

図 C.8: 10 月 15 日

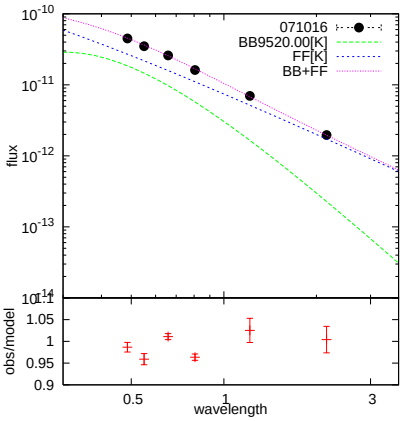

図 C.9: 10 月 16 日

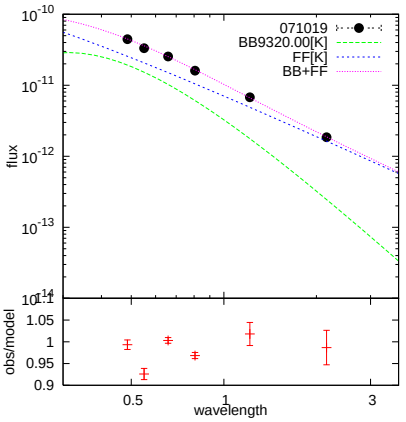

図 C.10: 10 月 19 日

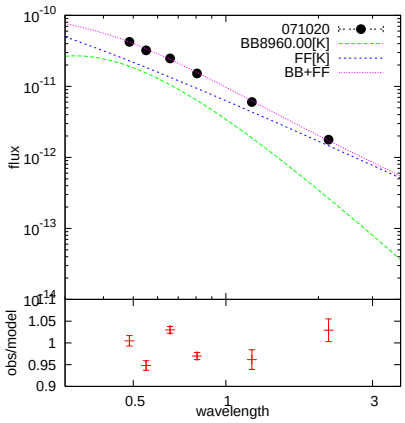

図 C.11: 10 月 20 日

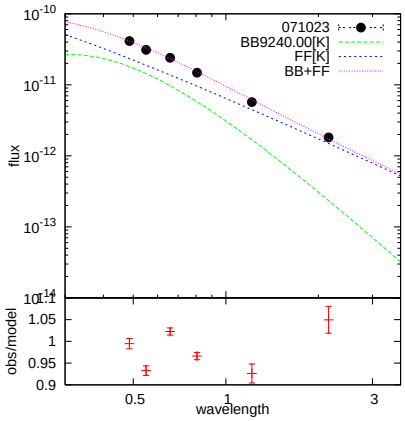

図 C.12: 10 月 23 日

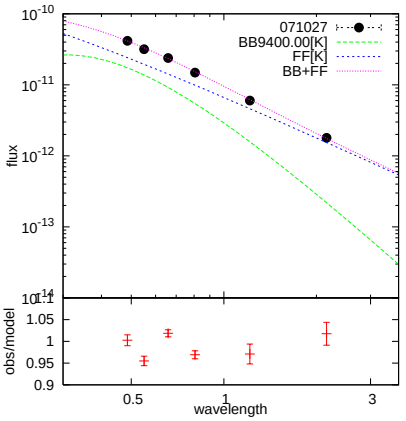

図 C.13: 10 月 27 日

謝辞

本論文を作成するにあたって、望遠鏡の操作から、解析方法、論文の書き方まで御指導下さった植村先生にとても深く感謝申し上げます。不出来な学生であったにも関わらず、根気強く、とても丁寧に教えてくださり、どうも有難うございました。また、新井さんには細々としたことを色々たくさん教えていただきました。ちゃんと質問に答えていただけて、とても助かりました。どうも有難うございました。

そして、大杉先生、深澤先生をはじめ、研究室の先生方、事務の石井さんには様々な面でとても御世話になりました。どうも有難うございました。また、研究室でいつも顔をあわせた方々にも、お礼申し上げます。楽しい研究室生活をおくることができたのも、みなさんのおかげです。たくさんの良い思い出が出来ました。

最後に、大切な家族と大好きな友人、いつも変わらない顔で癒してくれたハムスターのなおみとあゆみと、おやじがいてくれたからこそ、最後のモラトリアムをこんなにも幸せに過ごせたんだと強く思います。天国までとどくような感謝の意を表します。

参考文献

Araujo-Betancor, S., Gänsicke, B. T., Hagen, H.-J., Marsh, T. R., Harlaftis, E. T., Thorstensen, J., Fried, R. E., Schmeer, P., & Engels, D. 2005, A&A, 430, 629

Araujo-Betancor, S., Gänsicke, B. T., Hagen, H.-J., Marsh, T. R., Thorstensen, J., Harlaftis, E. T., Fried, R. E., & Engels, D. 2004, in Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, ed. G. Tovmassian, & E. Sion Vol. 20 of Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, vol. 27(.), pp 190–191

石村, B. 2008, MITSuME 望遠鏡の自動観測・解析システムの高度化と観測 (東京工業大学院)

Bruch, A., Beele, D., & Baptista, R. 1996, A&A, 306, 151

Clarke, J. T., Bowyer, S., & Capel, D. 1984, ApJ, 287, 845

Hōshi, R. 1979, Progress of Theoretical Physics, 61, 1307

Hameury, J.-M., Lasota, J.-P., & Warner, B. 2000, A&A, 353, 244

Hassall, B. J. M. 1985, MNRAS, 216, 335

Hellier, C. 2001, PASP, 113, 469

Hessman, F. V., Mantel, K.-H., Barwig, H., & Schoembs, R. 1992, A&A, 263, 147

Hirose, M. & Osaki, Y. 1990, PASJ, 42, 135

Horne, K. & Cook, M. C. 1985, MNRAS, 214, 307

Horne, K., La Dous, C. A., & Shafter, A. W. 1990, in 11. North American Workshop on Cataclysmic Variables and Low-Mass X-Ray Binaries, p. 109 - 112 (), pp 109–112

Howell, S. B. 2006, Handbool of CCD Astronomy second edition (Cambridge University Press)

Ishioka, R., Kato, T., Uemura, M., Pietz, J., Vanmunster, T., Krajci, T., Torii, K., Tanabe, K., et al. 2003, PASJ, 55, 683

Kato, S., Fukue, J., & Mineshige, Y. 1998, Black-Hole Accretion Disks (Kyoto University Press)

Kato, T. 2002, PASJ, 54, L11

Kato, T., Nogami, D., Baba, H., Matsumoto, K., Arimoto, J., Tanabe, K., & Ishikawa, K. 1996, PASJ, 48, L21

Kato, T., Nogami, D., Matsumoto, K., & Baba, H. 2004, PASJ, 56, 109

Kato, T., Sekine, Y., & Hirata, R. 2001, PASJ, 53, 1191

Kley, W., Papaloizou, J. C. B., & Ogilvie, G. I. 2008, A&A, 487, 671

Kunze, S. & Speith, R. 2005, in The Astrophysics of Cataclysmic Variables and Related Objects, ed. J.-M. Hameury, & J.-P. Lasota Vol. 330 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series(.), pp 389–+

Naylor, T., Charles, P. A., Hassall, B. J. M., Bath, G. T., Berriman, G., Warner, B., Bailey, J., & Reinsch, K. 1987, MNRAS, 229, 183

Nogami, D., Hiroi, K., Suzuki, Y., Moritani, Y., Soejima, Y., Imada, A., Hashimoto, O., Kinugasa, K., et al. 2008, ArXiv e-prints

Nogami, D., Kato, T., Baba, H., Matsumoto, K., Arimoto, J., Tanabe, K., & Ishikawa, K. 1997, ApJ, 490, 840

Ogilvie, G. I. 2002, MNRAS, 330, 937

Osaki, Y. 1996, PASP, 108, 39

Osaki, Y. 2005, Proceeding of the Japan Academy, Series B, 81, 291

Osaki, Y. & Meyer, F. 2002, A&A, 383, 574

Osaki, Y. & Meyer, F. 2003, A&A, 401, 325

Osaki, Y., Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. 2001, A&A, 370, 488

Osaki, Y., Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. 2002, in The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects, ed. B. T. Gänsicke, K. Beuermann, & K. Reinsch Vol. 261 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series(.), pp 521–+

Patterson, J., Masi, G., Richmond, M. W., Martin, B., Beshore, E., Skillman, D. R., Kemp, J., Vanmunster, T., et al. 2002, PASP, 114, 721

Patterson, J., McGraw, J. T., Coleman, L., & Africano, J. L. 1981, ApJ, 248, 1067

Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525

Schreiber, M. R., Hameury, J.-M., & Lasota, J.-P. 2004, A&A, 427, 621

Shakura, N. I. & Syunyaev, R. A. 1973, A&A, 24, 337

Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., et al. 2006, AJ, 131, 1163

Smak, J. 1993, Acta Astronomica, 43, 101

Smak, J. 2005, Acta Astronomica, 55, 367

Smak, J. I. 2001, Acta Astronomica, 51, 295

Smith, A. J., Haswell, C. A., Murray, J. R., Truss, M. R., & Foulkes, S. B. 2007, MNRAS, 378, 785

Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., Richmond, M. W., Fukugita, M., Ichikawa, T., Ichikawa, S.-i., Jorgensen, A. M., et al. 2002, AJ, 123, 2121

Szkody, P. 1976, ApJ, 207, 824

Uemura, M., Arai, A., Krajci, T., Pavlenko, E., Shugarov, S. Y., Katysheva, N. A., Goranskij, V. P., Maehara, H., et al. 2008, PASJ, 60, 227

Vogt, N. 1974, A&A, 36, 369

Vogt, N. 1982, ApJ, 252, 653

Warner, B. 1987, MNRAS, 227, 23

Warner, B. & O'Donoghue, D. 1988, MNRAS, 233, 705

Watanabe, M., Nakaya, H., Yamamuro, T., Zenno, T., Ishii, M., Okada, M., Yamazaki, A., Yamanaka, Y., et al. 2005, PASP, 117, 870

Whitehurst, R. 1988, MNRAS, 232, 35

Wood, J., Horne, K., Berriman, G., Wade, R., O'Donoghue, D., & Warner, B. 1986, MNRAS, 219, 629