

スーパーアウトバーストサイクルを通じた VW Hyi の 多波長観測

和田 師也 (東京大学大学院 理学系研究科/宇宙科学研究所)

Abstract

我々は天文衛星すざくを用いて SU UMa 型矮新星 VW Hyi のスーパーアウトバーストサイクルの観測を行った。0.5–10.0 keV の X 線スペクトルから、スーパーアウトバースト時は静穏時に比べ境界層のプラズマの最高温度とフラックスは下がり、降着円盤から白色矮星への降着率が上昇することが初めて観測的から明らかになった。また、南アフリカ IRSF/SIRIUS 望遠鏡を用いた地上観測から、近赤外線の放射領域はアウトバースト時に高温成分が強くなることが確認できた。

1 Introduction

矮新星は数ヶ月おきに可視光で 2–5 等の増光 (アウトバースト) を起こす激変星である (Warner 1995)。アウトバーストが起きると約 1 日で最大光度に達し、数週間かけて元の明るさに戻る。このアウトバーストは降着円盤の熱不安定性によって引き起こされることが知られている (Osaki 1996)。矮新星のうち SU UMa 型は、通常のアウトバーストに加え光度が約 1 等級明るく増光期も 5 倍程度長い「スーパーアウトバースト」を起こす。Ishida et al. の矮新星の観測から、静穏時と通常のアウトバースト時における降着円盤内縁の詳細な構造が明らかになってきた (Ishida et al. 2009)。その一方でスーパーアウトバースト時の X 線観測はほとんど例がなく、X 線放射領域の構造はいまだ不明である。

現在の矮新星の標準的な降着円盤モデル (Osaki 1996) によれば、通常のアウトバーストを繰り返しながら徐々に降着円盤のガス量と質量降着率が増えていき、ある半径まで増大するとスーパーアウトバーストを起こす。降着円盤内の質量降着率が上がれば、白色矮星表面への質量降着率も増えると予想される。降着円盤から白色矮星への降着率を \dot{M}_{BL} 、平均分子質量を μ 、水素質量を m_H 、プラズマの最高温度を T_{max} とすると、境界層の光度 L_{BL} は、 $L_{BL} \sim \frac{5}{2} \frac{\dot{M}_{BL}}{\mu m_H}$ と表せる (Fabian 1994; Pandel et al. 2005)。X 線スペクトルから、 L_{BL} 、 kT_{max} が求まるので、降着率 \dot{M}_{BL} を求めることが可能である。アウトバーストを繰り返す事で実際に降着円盤から白色矮星への降着率がどのように変化するかを明らかにするために、1

つのスーパーアウトバーストサイクルで監視観測を行った。

VW Hyi は SU UMa 型矮新星のひとつである。VW Hyi は (1) 赤緯が高くビジビリティが良い、(2) アウトバーストおよびスーパーアウトバーストの間隔が他の矮新星に比べてほぼ一定でかつ周期が短い (van der Woeld 1987, Ritter & Kolb 2003)、(3) 天体までの星間吸収が $N_H \sim 6 \times 10^{17} \text{cm}^{-2}$ (Polidan et al. 1990) と極めて小さい、(4) 天体までの距離が 65 pc (Warner 1987) で非常に近い、という特徴を持つ。そのため多くの研究が行われており、様々なパラメーターが高い精度で求められている。したがってスーパーアウトバーストサイクルの研究に最適である。

2 Observations & Reduction

2.1 X 線天文衛星すざく

我々は X 線天文衛星すざく (Mitsuda et al. 2007) を用いて、スーパーアウトバースト 1 回を含む VW Hyi の ToO 観測を合計 4 回行った。図 1 は American Association of Variable Star Observers (AAVSO) による VW Hyi の可視光のライトカーブと、すざく衛星による 4 回の観測期間を表す。すざく衛星には X 線 CCD カメラ The X-ray Imaging Spectrometer (XIS; Koyama et al. 2007) が 4 つの X-Ray Telescope (XRT; Serlemitsos et al. 2007) の焦点に配置されている。XIS は 0.2–12.0 keV に感度を持ち、 $18' \times 18'$ の視野を持つ。4 台の XIS のうち 3 台 (XIS0, 2, 3)

は front-illuminated (FI) で、残りの 1 台 (XIS1) は back-illuminated (BI) である。FI と BI のエネルギー分解能はそれぞれ 5.9 keV での半値幅が 180 eV と 178 eV である。また、FI と BI はそれぞれ高エネルギー側と低エネルギー側において高い感度を持つ。4 台の XIS のうち 2006 年 11 月に XIS2 が、2010 年 12 月に XIS0 の一部が故障してしまっている。そこで我々は XIS の残りの部分を用いて解析を行った。以降の X 線データの解析にはすべて HEADAS のソフトウェアパッケージ version 6.13 を用いた。

2.2 近赤外線望遠鏡 IRSF

IRSF (InfraRed Survey Facility) は、名古屋大学と国立天文台が南アフリカ天文台 (South African Astronomical Observatory, SAAO) のサザーランド観測所に建設した観測施設である。我々は Simultaneous-color InfraRed Imager for Unbiased Surveys (SIRIUS, Nagashima et al. 1999; Nagayama et al. 2003) を用いて近赤外線の測光観測を行った。SIRIUS は *J*, *H*, *K_s* バンドの 3 色同時測光観測が可能な近赤外線用の撮像装置である。観測はスーパーアウトバースト中の 2011 年 11 月 28, 29 日 (観測 A) と、通常のアウトバーストを含む 2011 年 12 月 16 日~2012 年 1 月 3 日 (観測 B) に行った (図 1)。観測 A は 1 フレーム 2 秒の積分を 25 回デザイン、観測 B は 1 フレーム 10 秒の積分を 10 回デザインで行った。取得したデータのうち、質の高いもののみを使用する。データ校正は Imaging Reduction and Analysis Facility (IRAF) のパッケージである SIRIUS pipeline version sirius07 を利用して、各データセットごとに (1) ダークフレームの引き算、(2) フラット補正、(3) スカイの引き算、(4) デザインの足し合わせを行い、1 枚の画像とした。ここでフラットフレームは観測 B の間に得られたすべてのフラットフレームを足しあわせて作成した。

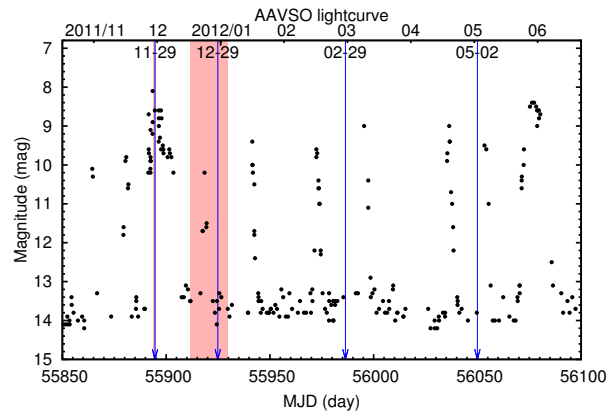


図 1: AAVSO による VW Hyi の可視光観測のライトカーブ。青の矢印はすざく衛星で観測を行った時期を、赤の影は IRSF/SIRIUS 望遠鏡で観測を行った期間を表す。

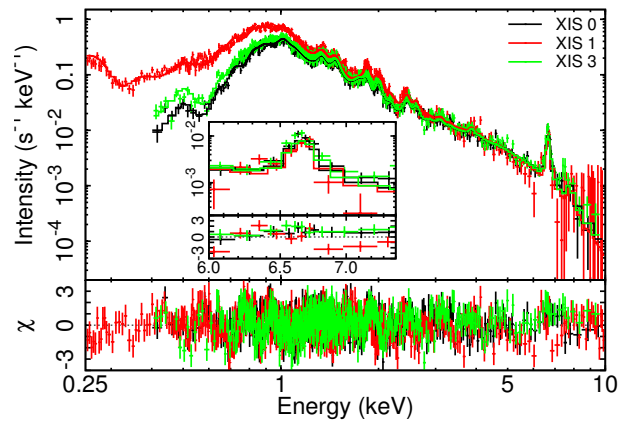


図 2: XIS0 (黒)、XIS1 (赤)、XIS3 (緑) のスーパーアウトバースト時の X 線スペクトル。FI は 0.4–10.0 keV、BI は 0.25–10.0 keV を用いた。上のパネルの十字のプロットはデータ、実線は $tbabs \times CEVMKL$ モデルのベストフィットで、下のパネルはベストフィットパラメーターからの残差である。図中図は鉄 $K\alpha$ 輝線付近の拡大図を表す。

3 Analysis

3.1 X 線

図 2 はバックグラウンドを引いたスーパーアウトバースト時の X 線のスペクトルである。スペクトルフィットをするために、`xisemfgen` と `xissimarfgen`

表 1: X 線スペクトルのベストフィットパラメーター *

観測日	2011-11-29	2011-12-29	2012-02-29	2012-03-02
観測 ID	406009010	406009020	406009030	406009040
状態	スーパーアウトバースト	静穏	静穏	静穏
Par. (unit)	tbabs×CEVMKL	TBabs×CEMEKL		
N_{H}^{\dagger} (10^{17} cm $^{-2}$)	6.0 (fixed)	6.0 (fixed)	6.0 (fixed)	6.0 (fixed)
α	$0.32^{+0.02}_{-0.02}$	$1.73^{+0.09}_{-0.04}$	$1.38^{+0.07}_{-0.04}$	$1.40^{+0.08}_{-0.07}$
T_{max} (keV)	$4.2^{+0.1}_{-0.1}$	$5.8^{+0.1}_{-0.1}$	$7.3^{+0.1}_{-0.3}$	$6.8^{+0.3}_{-0.3}$
Abundance (solar)	(表 2 参照)	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	$2.0^{+0.1}_{-0.1}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$
Norm (10^{-2})	$0.52^{+0.03}_{-0.04}$	$1.96^{+0.05}_{-0.05}$	$1.36^{+0.07}_{-0.04}$	$1.52^{+0.08}_{-0.07}$
F_{X}^{\ddagger} (10^{-12} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$)	$6.35^{+0.02}_{-0.02}$	$11.23^{+0.07}_{-0.07}$	$9.46^{+0.05}_{-0.07}$	$9.91^{+0.06}_{-0.06}$
$\chi_{\text{red}}^2/\text{dof}^{\S}$	1.24/1319	1.20/660	1.20/676	1.10/612
Par. (unit)	tbabs×VMKFLOW	TBabs×MKCFLOW		
N_{H}^{\dagger} (10^{17} cm $^{-2}$)	6.0 (fixed)	6.0 (fixed)	6.0 (fixed)	6.0 (fixed)
T_{Low} (keV)	< 0.08	$0.40^{+0.02}_{-0.02}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$
T_{High} (keV)	$2.24^{+0.02}_{-0.02}$	$9.0^{+0.3}_{-0.2}$	$10.0^{+0.2}_{-0.2}$	$9.4^{+0.3}_{-0.1}$
Abundance (solar)	(表 2 参照)	$1.7^{+0.1}_{-0.1}$	$1.9^{+0.1}_{-0.1}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$
Norm ‡ (10^{-12} solar mass/year)	$10.94^{+0.11}_{-0.14}$	$3.98^{+0.08}_{-0.14}$	$3.08^{+0.07}_{-0.07}$	$3.49^{+0.06}_{-0.10}$
F_{X}^{\ddagger} (10^{-12} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$)	$5.95^{+0.02}_{-0.02}$	$11.26^{+0.07}_{-0.07}$	$9.46^{+0.06}_{-0.06}$	$9.94^{+0.06}_{-0.06}$
$\chi_{\text{red}}^2/\text{dof}^{\S}$	1.71/1319	1.30/660	1.23/676	1.12/612

* 誤差はすべて 1σ の不確定性を表す。 \dagger 星間吸収を考慮していない 0.5–10.0 keV のフラックス。 \ddagger 質量降着率。 \S Reduced χ^2 (χ_{red}^2) と自由度 (dof)。

(Ishisaki et al. 2007) を用いて検出器と望遠鏡のレスポンスファイルをそれぞれ作成した。以降のスペクトル解析ではすべて Xspec version 12.8 を用いた。X 線は、境界層の光学的に薄いプラズマから放射されていると考えられているため、我々は星間吸収 (tbabs: Wilms et al. 2000) を考慮した多温度プラズマモデル (CEMEKL) を用いてスペクトルフィットを行った。このときのベストフィットパラメーターを表 1 上段に示す。フリーパラメーターは放射率関数の指数 α 、プラズマの最高温度 T_{max} 、元素の存在量である。星間吸収の値は $6.0 \times 10^{17} \text{cm}^{-2}$ (Polidan et al. 1990) に固定した。また、スーパーアウトバースト時は静穏時に比べ輝線が顕著に現れていたため、CEVMKL モデルを用いて解析を行った (図 2)。CEVMKL モデルでは、C から Ni までの主要な 13 種類の元素

の存在量を独立に決定することができる (表 2 左)。また我々は Mushotzky & Szymkowiak (1988) が cooling flow を元にした mkcflow モデルでのスペクトルフィットも試みた (表 1 下段)。このときのベストフィットパラメーターを表 1 下段に示す。フリーパラメーターは放射率関数のベキ α 、プラズマの低温 T_{Low} と高温 T_{High} 、元素の存在量、そして質量降着率を表す Norm である。星間吸収の値は $6.0 \times 10^{17} \text{cm}^{-2}$ に固定してある。スーパーアウトバースト時には多温度プラズマモデルと同様に、VMKFLOW モデルを用いて各元素についての存在量を求めた (表 2 右)。

表 2: スーパーアウトバースト時の元素のアバダンス (観測 ID=406009010) *

元素	tbabs×CEVMKL	tbabs × VMKFLOW
He †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
C †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
N †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
O	$0.63^{+0.08}_{-0.04}$	$0.19^{+0.02}_{-0.02}$
Ne †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
Na †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
Mg	$1.8^{+0.2}_{-0.2}$	$0.41^{+0.04}_{-0.03}$
Al †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
Si	$2.2^{+0.2}_{-0.2}$	$0.74^{+0.04}_{-0.03}$
S	$1.3^{+0.1}_{-0.1}$	$0.51^{+0.04}_{-0.04}$
Ar †	$0.5^{+0.1}_{-0.1}$	< 0.01
Ca	$1.6^{+0.1}_{-0.1}$	$1.9^{+0.3}_{-0.2}$
Fe	$1.0^{+0.5}_{-0.4}$	$0.46^{+0.02}_{-0.01}$
Ni	$5.0^{+0.1}_{-0.5}$	$0.9^{+0.1}_{-0.1}$

* 誤差はすべて 1σ の不確定性を表す。

† He, C, N, Ne, Na, Al, そして Ar は同じ値を用いた。

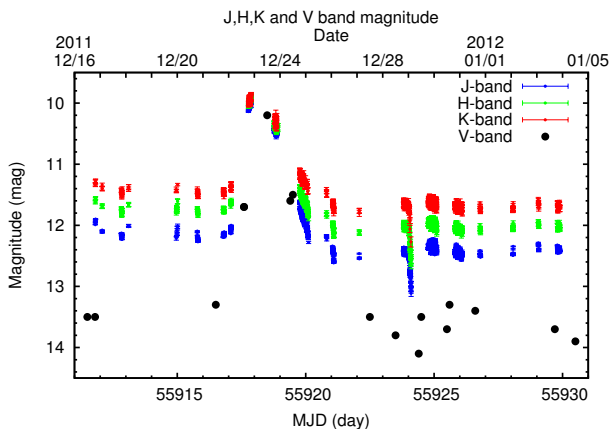


図 3: IRSF/SIRIUS 望遠鏡による J バンド (青)、H バンド (緑)、K バンド (赤)、および AAVSO による V バンド (黒) のライトカーブ。

3.2 近赤外線

図 3 は IRSF/SIRIUS 望遠鏡による近赤外線 J , H , K バンドのライトカーブで、通常のアウトバーストを含む 20 日間にわたって撮像観測を行った。AAVSO による可視光のライトカーブも同時に示している。

4 Results

X 線スペクトルから光学的に薄い多温度のプラズマからの放射を仮定した時の静穏時のプラズマの最高温度 T_{\max} は $\sim 6-7$ keV で、cooling flow モデルを仮定すると $T_{\text{High}} \sim 9-10$ keV となり、それぞれ過去の X 線での観測で報告された静穏時の値と一致する (Pandel et al. 2005; Hartmann et al. 1999; Wheatley et al. 1996)。スーパーアウトバースト時の光学的に薄い多温度プラズマを仮定した時と cooling flow モデルを仮定したときの温度はそれぞれ $T_{\max} \sim 4$ keV と $T_{\text{High}} \sim 2$ keV で、静穏時に比べて有意に温度が下がっている。0.5–10.0 keV の X 線フラックスを比較すると、スーパーアウトバースト後最初の静穏時が一番大きく、スーパーアウトバースト時の約 2 倍の大きさである。Cooling flow モデルを仮定して降着円盤から白色矮星への降着率を見積もると、静穏時は $\dot{M} \sim 3-4 \times 10^{-12} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ 、スーパーアウトバースト時は $\dot{M} \sim 11 \times 10^{-12} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ である。スーパーアウトバースト時の降着率は有意に大きい。近赤外線による観測からは、可視光のアウトバーストと同じタイミングで増光を示している。また、アウトバースト時には色が青くなり、近赤外線放射領域で高温成分が強くなっていることがわかる。

Reference

Fabian, A. C. 1994, ARA&A, 32, 277
 Hartmann, H. W., et al. 1999, A&A, 349, 588
 Ishida, M., et al. 2009, PASJ, 61, S77
 Ishisaki, Y., et al. 2007, PASJ, 59, S113
 Koyama, K., et al. 2007, PASJ, 59, S23
 Osaki, Y. 1996, PASP, 108, 39
 Pandel, D., et al. 2005, ApJ, 626, 396
 Polidan, R. S., et al. 1990, ApJ, 356, 211
 Mitsuda, K., et al. 2007, PASJ, 59, 1
 Nagashima, C., et al. 1999, Star Formation 1999, ed. T. Nakamoto, 397-398
 Nagayama, T., et al. 2003, SPIE, 4841, 459-464
 Ritter, H., et al. 2003, A&A, 404, 301
 Serlemitsos, P. J., et al. 2007, PASJ, 59, S9
 van der Woeld, H., 1987, MNRAS, 224, 271
 Warner, B. 1995, Cataclysmic variable stars (Cambridge University Press)
 Warner, B. 1987, MNRAS, 227, 23
 Wheatley, P. J., et al., 1996, MNRAS, 283, 101