

可視光観測によるヘリウム新星 V445 Pup の
星周構造に関する研究

広島大学理学研究科物理科学専攻

M116959 佐藤 久之

主査：川端 弘治 副査：小嶋 康史

2013/02/28

概要

白色矮星（主星）と、外層大気が主星へと降着している主系列星ないし巨星（伴星）で構成される近接連星系において、主星表面に降り積もったガスが熱核暴走反応を起こすことによる爆発である。V445 Pup は 2000 年 12 月に発見された古典新星で、発見後のスペクトル観測において、水素が全く検出されない一方で、ヘリウムが過多であった過去唯一の新星である。加藤ら (2008) は観測された光度曲線に対し、ヘリウム過多の新星風に関する理論モデルを用いて、主星の質量が白色矮星の限界質量に近く、ヘリウム新星が Ia 型超新星への進化経路と成り得ることを示した。しかし、爆発から 5 年以上経過しても可視域で 5 等級程度暗い状態が続いており、加藤らの予想する伴星光度が説明できない状態が続いていた。また、Woudt ら (2009) は、2004-2006 年に 8.1 m VLT 鏡と補償光学系を用いた近赤外高分解能観測により、位置角 66° の方向に伸びた、 6700 km/s に達する高速の双極風を明瞭に見出した。これは過去の古典新星には見られていない特徴であり、原因の一つとして爆発前の質量放出に非等方的な特徴があった可能性が考えられる。

そこで我々は、連星系の進化過程に関して星周構造からアプローチすべく、発見直後の爆発期に偏光分光観測を、そして、静穏期に当たる 2012 年に測光・分光観測を行った。爆発期の観測は岡山天体物理観測所 0.91 m 望遠鏡と可視低分散偏光分光測光装置 (HBS) を、静穏期 (2012 年) の観測は国立天文台すばる望遠鏡 8.2 m 望遠鏡と微光天体分光撮像装置 (FOCAS)、および東広島天文台かなた望遠鏡 (1.5 m) と 1 露出型広視野偏光撮像器 (HOWPol) を用いて行った。

爆発期の総フラックスと偏光度スペクトルから、強い輝線の部分で偏光度が小さくなっていること、および日ごとに偏光度が変化する様子を捕えた。連続光の偏光方位角はほぼ一様に約 160° であり、爆発で生じた光球が前述の双極風と同じ向きの軸を持つ、球対称から外れた形状であることを示唆する。また、観測のごく初期のみ、これと垂直な向きの偏光成分が存在したことも判り、爆発前の連星系に光学的に厚い円盤が存在して、今回の爆発によってそれが飛び散ったとして理解される。

2012 年の静穏期の観測では、依然、爆発前の明るさに比べて約 5 等暗い状態が続いている一方で、色指数にはほとんど変化が無いことが判った。スペクトルには [OIII] や [OII] の強い禁制線が見られ、連星系内に希薄な高温ガスが存在すると考えられる。また、Goranskij ら (2010) が爆発前に存在したとする 0.65 日周期の光度変化は、我々の結果からは明瞭には見出されなかった。

以上のように、我々は V445 Pup の爆発前および爆発時の非等方的な星周構造について見出すことができた。一方で、爆発から 10 年以上経った現在でも未だ暗いままで、ヘリウム過多なガスを放出している伴星がどのような存在なのかは分かっていない。今後の課題である。

目次

第1章	序論	5
1.1	激変星	5
1.2	古典新星	6
1.2.1	光度曲線	6
1.2.2	スペクトル進化	8
1.3	古典新星の連星系の進化	11
1.4	ヘリウム新星 V445 Pup	11
1.4.1	V445 Pup の光度曲線	11
1.4.2	V445 Pup のスペクトル	12
1.4.3	高空間分解撮像による星周構造	12
1.5	本研究の目的	16
第2章	観測とデータ解析	17
2.1	爆発期の偏光分光観測	17
2.1.1	偏光について	17
2.1.2	観測装置	20
2.1.3	データ解析	25
2.2	爆発後の静穏期における観測	27
2.2.1	観測装置	27
2.2.2	一次処理	33
2.2.3	測光解析	33
第3章	結果と考察	37
3.1	爆発期の観測	37
3.1.1	観測結果	37
3.1.2	星間偏光の見積もり	38
3.1.3	爆発前後の星周構造の推定	41
3.2	爆発後の静穏期における観測	41
3.2.1	観測結果	41
3.2.2	爆発前との比較	45
第4章	まとめ	49

目次

1.1	激変星のモデル図．主星（白色矮星）と伴星（主系列星または巨星）の近接連星系．連星軌道面上には降着円盤が形成され，伴星から円盤に降着する部分は bright spot と呼ばれる明るく見える部分がある	5
1.2	古典新星の典型的な光度曲線	6
1.3	新星爆発時白色矮星周辺の模式図 [1]	7
1.4	新星の理論光度曲線（重元素多）	8
1.5	新星の理論光度曲線（重元素少）	8
1.6	Fe II type novae のスペクトル [2]	9
1.7	He/N type novae のスペクトル [2]	10
1.8	Hybrid type novae のスペクトル [2]	10
1.9	V445 Pup の爆発前後の光度曲線 [6]	12
1.10	V445 Pup の爆発から約 8 年後までの光度曲線 [7]	13
1.11	爆発直後の減光期に取得された V445 Pup の中分散スペクトル [3]．水素が全く検出され無かった	13
1.12	爆発直後の減光期に取得された V445 Pup の高分散スペクトル [3]．星間吸収の指標となる中性ナトリウムの二重線が二セット検出された	14
1.13	爆発後 4-6 年後に V445 Pup に見られた双極風（VLT/NAOS/CONICA/ K_s バンド） [8]	14
1.14	DQ Her の爆発から 50 年後の直接撮像画像	15
2.1	偏光の空間表示	18
2.2	偏光度の QU 平面表示． Q/I と U/I を QU 平面上にプロットすることで，偏光度と偏光方位角を視覚的に理解することができる	19
2.3	光源（青色の星）に対して散乱体（周辺の赤色）の形状が等方的である場合，散乱光の振動面は一様な分布になり，散乱光は無偏光である	20
2.4	光源（青色の星）に対して散乱体（周辺の赤色）の形状が非等方的である場合，散乱光は振動面に偏りが生じる．散乱体が東西に偏平している場合，南北方向（ $\theta = 0^\circ$ ）に偏光が検出される	20
2.5	磁場により，磁場に対して垂直に揃ったダストによる星間偏光．可視光では磁場に平行な光として偏光が検出される	20
2.6	OA0 0.91 m 望遠鏡 [9]	21
2.7	OA0 1.88 m 望遠鏡 [9]	21

2.8	可視低分散偏光分光測光装置 (HBS)	21
2.9	HBS の光学系	23
2.10	爆発期における偏光分光観測日	24
2.11	2001 年 1 月 10 日に取得した V445 Pup の偏光分光スペクトルの生画像。左が短波長側。ウォラストンプリズムにより光は常光 (上側) と異常光 (下側) に分けられている。	25
2.12	CCD データに含まれる全情報 [12]	26
2.13	すばる望遠鏡 [13]	28
2.14	微光天体分光撮像装置 (FOCAS) [13]	28
2.15	かなた望遠鏡	28
2.16	一露出型広視野偏光撮像器 (HOWPol) [14]	28
2.17	FOCAS で取得した B バンド画像 (上が北, 左が東)。視野は直径 6 分角円。画像中心付近の白い棒が直交する部分に存在する星が V445 Pup である。横に走る黒い縞は, バイアス引きのために設けられたオーバースキャン領域である。	31
2.18	FOCAS で取得した分光画像 (青側)。矢印で示したものが V445 Pup のスペクトル。左が短波長側。縦に走る線は地球大気による輝線。	32
2.19	HOWPol で取得した I バンド画像 (上が北, 左が東)。視野は直径 15 分角。画像中心付近の白い棒が直交する部分に存在する星が V445 Pup。縦に走る黒い縞は, バイアス引きのために設けられたオーバースキャン領域である。	32
2.20	バイアス引きを行った画像。オーバースキャン領域の部分が除かれ, 結合された画像が出力される。	33
2.21	フラット画像で割った画像。図 2.20 から読み出しポートごとのカウントレベルが補正されたのが分かる。	34
2.22	開口測光概略図 [15]	34
2.23	V445 Pup (2 つの直線の交点) と今回使用した比較星 (c1, c2, c3)	36
3.1	爆発期の偏光分光観測の結果	37
3.2	星間偏光寄与の概略図。新星からの光は途中の星間物質により散乱されて地球に到達する。	38
3.3	選択した強い輝線周りの波長。赤色は 5500-6000 Å, 緑色は 6200-6800 Å, 青色は 6900-7500 Å。	39
3.4	73 日目における QU 平面プロット。各色は図 3.3 の波長域の色に対応する。偏光は 160° の方位角に揃っていることが分かった。	40
3.5	V445 Pup 周辺の星間偏光マップ。中心の中抜きの水色の丸が V445 Pup の位置で, 角度と偏光度の大きさは今回見積もった星間偏光 $P \sim 0.6\%$, $\theta \sim 160^\circ$ である。その他の水色の丸は見かけ上 V445 Pup の近くにあり, かつ距離が 6-10 kpc にあると分かっている星に対して見積もられた星間偏光である。	40

3.6	発見後 73 日目の疑似光球の形状の推定．北から東に $\sim 70^\circ$ の方向に疑似光球（青色）が偏平していると示唆される．	41
3.7	11 日目における各波長域の QU 平面プロット	42
3.8	爆発前の星周構造の推定．北から東に $\sim 160^\circ$ の方向に，降着円盤（中心の水色の円盤）よりも大規模な星周トーラス（茶色）が存在する可能性を示唆した	42
3.9	爆発後の星周構造の推定．北から東に $\sim 70^\circ$ の方向に偏平した疑似光球（青色）とその外側の wind 領域からの放射両方の光を散乱した星周トーラス（茶色）は徐々に破壊されていったと考えられる．11 日目までは星周トーラスによる散乱が観測されたが，34 日目以降はこの偏光が観測されないまで星周トーラスが消失したと考えられる．	43
3.10	すばる望遠鏡とかなた望遠鏡で取得した，爆発後の静穏期の光度変化．MJD56200 が 2012 年 9 月 30 日，56300 が 2013 年 1 月 8 日に対応．	43
3.11	爆発後の静穏期の色指数．	44
3.12	すばる望遠鏡で取得した分光結果．強い禁制線が卓越している．	45
3.13	Goranskij. et al.(2010) で示唆された，爆発前の V445 Pup の約 0.65 日周期の光度変化 [7]	46
3.14	目標天体と比較星 1 の I バンドの相対等級変化．下二段は比較星がそれぞれ光度変化していないことを示すために掲載した．	46
3.15	光度曲線を周期約 0.65 日であるとして折り畳んだもの．	47
3.16	静穏期の連星系モデル．連星系の手前に，白色矮星赤道方向に残存する非常に低速な物質により，連星系が隠されている可能性を示唆した．ひろがった高温ガスはあまり隠されていないが，主星や伴星をほとんど隠している．	48

第1章 序論

1.1 激変星

激変星 (cataclysmic variables; CVs) とは、一定の光度を保ったあと急激な増光を示すような、一般的な変光星とは光度曲線上で大きく振る舞いが異なる天体である。激変星の中には準周期的な光度変化を示すものもある。

現在、激変星の正体は、白色矮星 (主星, white dwarf) と、外層大気が主星へと降着している主系列星ないし巨星で構成される近接連星系 (図 1.1) であることが分かっている。主星と対をなす星は伴星 (secondary) と呼ばれる。

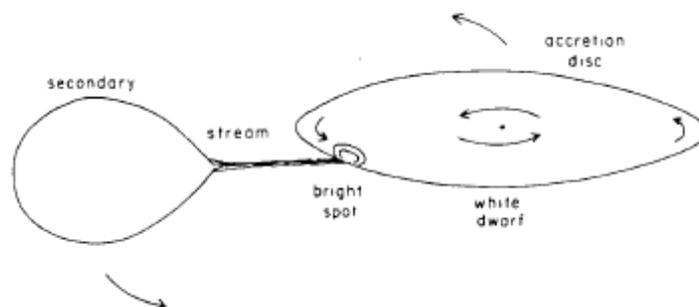


図 1.1: 激変星のモデル図。主星 (白色矮星) と伴星 (主系列星または巨星) の近接連星系。連星軌道面上には降着円盤が形成され、伴星から円盤に降着する部分は bright spot と呼ばれる明るく見える部分がある。

このモデルの基本的な特徴として、ガスは角運動量のために直接主星に降り積もらず、主星の軌道面上に降り積もることが挙げられる。これにより、ガスは連星軌道面に横たわる降着円盤 (accretion disc) を形成し、それから円盤中の粘性によって徐々に主星に落ち込んでいく。伴星から円盤に降着する部分は bright spot と呼ばれ明るく見える。この bright spot により、連星系の周期が観測される場合がある。

激変星の中には、多くの場合数時間から数日にかけて 10 等以上も明るくなる「古典新星」(classical novae)、典型的に 24 時間以内に 2~6 等明るくなる「矮新星」(dwarf novae) などがある。ここでは、古典新星について詳述する。

1.2 古典新星

新星 (nova) は古来、何も無いところに突如星が現れるように見えたことから、天文学者たちが *nova stella* 「新しい天体」と呼んだことに由来する。

現代では、新星は新しく星が生まれる現象ではなく、激変星の一種と見なされている。図 1.1 の激変星モデルにおいて、主星表面に降り積もったガスが熱核暴走反応を起こす爆発により急激な増光を示す。爆発が終了すると、再び恒星から白色矮星への降着が始まるため、古典新星爆発は 10 年程度のものから数百万年の間隔で繰り返されると考えられている。さらに、「古典新星」の中でも観測史上で複数回爆発が観測されたものについては「回帰新星」(recurrent novae) と呼ばれている。

1.2.1 光度曲線

ここでは、古典新星の典型的な光度曲線 (図 1.2) と、その各フェーズの物理状態を説明していく。

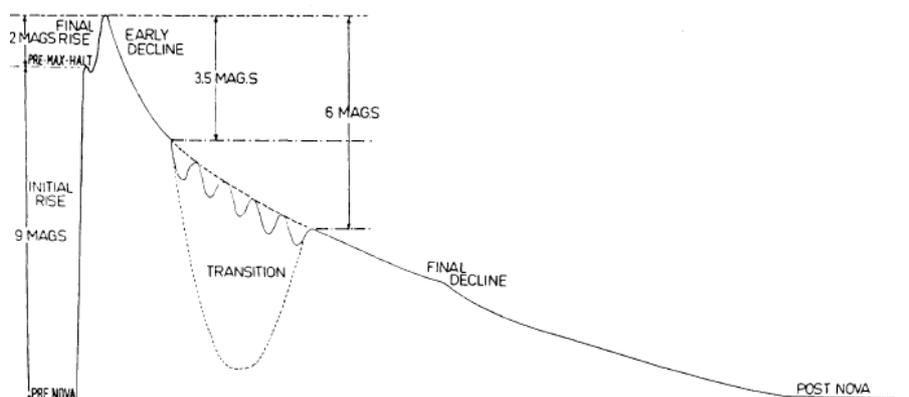


図 1.2: 古典新星の典型的な光度曲線

光度曲線はその段階から、pre-nova stage, initial rise, premaximum Halt, final rise and maximum, early decline and transition, final decline and post-nova に分けられる。

まず、pre-nova stage ではガスが白色矮星に積もっていく段階である。新星の表面にガスが $10^{-6} - 10^{-4}$ 太陽質量 (M_{\odot}) 程度積もると、降り積もったガスの底の白色矮星表面上で核燃焼が起こる。一旦核燃焼反応が起こると、縮退した大気、そして白色矮星表面上という条件のために、膨張して圧力が下がることはなく、温度は上昇し続け、核反応が暴走していく。

この反応が起こるとガス層の中で対流が起こり、ガスがあまり膨張しないまま光度が大きくなっていく。この明るくなっていく間に、質量放出が始まり、一部の新星では数時間から数日の premaximum Halt と呼ばれる停滞が見られる。ここで新星は、光学的に厚い (optically thick) 疑似的な光球 (photosphere) と、光学的に薄い (optically thin) 新星風 (wind) を形成している (図

1.3) . 疑似光球がさらに膨張していき (final rise) , 対流が消え , 疑似光球が最大になったときに

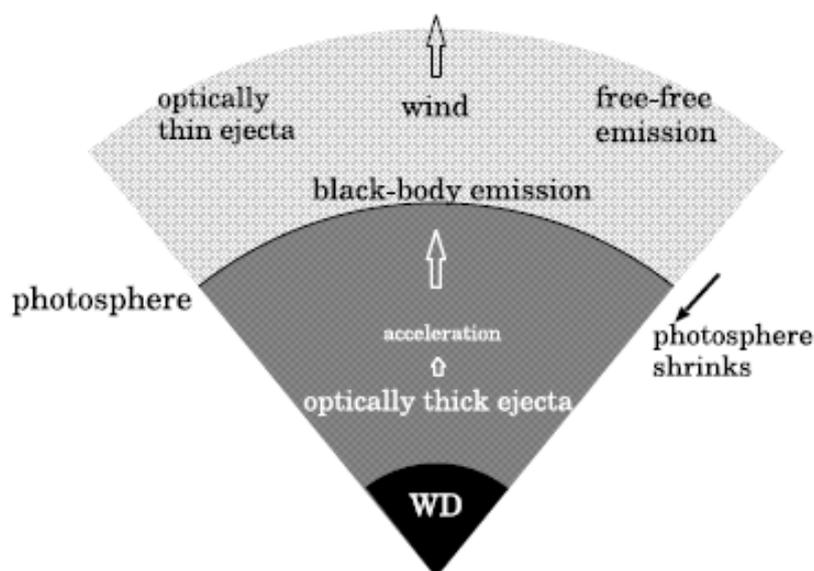


図 1.3: 新星爆発時白色矮星周辺の模式図 [1]

可視光の最大等級 maximum に達する .

これ以降は安定的に核燃焼が起こり , 質量を放出し続け , 徐々に疑似光球は小さくなっていく (early decline) . この間に transition が起こる新星もあるが , この原因は理論的にまだよく分かっていない .

最後は質量放出が終わり , 核燃焼が終わると , final decline を経てゆっくり減光し , 元の光度に戻る .

また , 新星は Cecilia Payne-Gaponschkin によって表 1.1 のようにクラス分けされている . 表 1.1 の中で t_2 は極大から 2 等減光するのにかかった日数 , dV/dt は 1 日当たりの等級差である .

表 1.1: 新星の光度曲線のクラス分け

Speed class	t_2 (day)	dV/dt (mag day ⁻¹)
Very fast	< 10	> 0.20
Fast	11 - 25	0.18-0.08
Moderately fast	26 - 80	0.07 -0.025
Slow	81 - 150	0.024 - 0.013
Very slow	151 - 250	0.013 -0.008

これまでに , Hachisu & Kato(2006) などの新星風理論によって , この減光則に対する理論的なモデルが確立されている [1] . これによると , 減光の速さは白色矮星の質量とガスの元素組成によ

り、減光が速い新星ほど白色矮星は重く、重元素が多いと言われている。図 1.4 と図 1.5 には、それぞれ重元素が少ない場合と多い場合の理論光度曲線を示している。これは、白色矮星の質量が

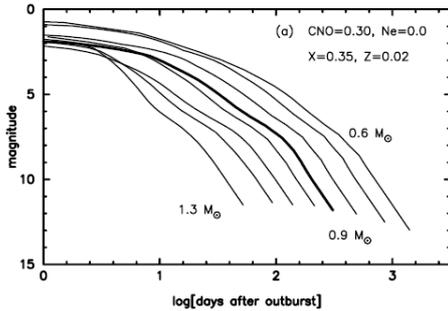


図 1.4: 新星の理論光度曲線（重元素多）

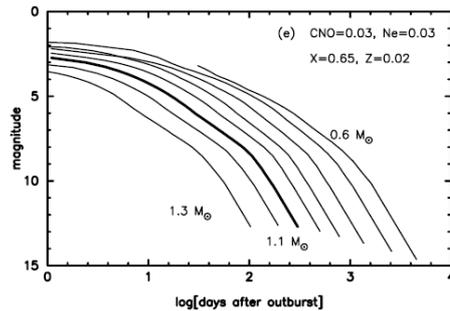


図 1.5: 新星の理論光度曲線（重元素少）

重いほど核燃焼が始まる降着質量が小さくなるため、爆発時に吹き飛ばされるガスの量も少ないことから理解される。また、化学組成に関しては、新星風の強さに関係する。重元素が多いほど疑似光球中で放射の流れが遅くなり、熱がたまりやすくなる。そのまま放射の温度が上がると圧力も上がり、新星風が強くなる。

1.2.2 スペクトル進化

新星爆発のスペクトルは、新星の状況によって、観測される元素、ラインの速度などが刻々と変化していく。新星のスペクトルの初期の研究では、Payne-Gaposchkin と McLaughlin によって行われてきた。特に McLaughlin は、初めて分類を系統的に行った。

まず、主要なフェーズのスペクトルの特徴を述べる。極大前の増光中のフェーズでは、青方偏移した広い吸収線が見られ、早期型星に似ているスペクトルが見られる。観測される元素は C, N や O など、これらは一般的な超巨星よりも強いのが普通である。ラインの幅から凡その視線速度が見積もられ、一般的に極大に向うにつれ徐々に遅くなる。古典新星のタイプによって速度は異なり、極大 1 日前のとき、Very fast nova に分類されている V1500 Cyg は -1300 km s^{-1} （マイナスは観測者の方向への速度）、Slow nova に分類されている RR Pic では -72 km s^{-1} が観測されている。

次に、極大付近のスペクトルでは、増光中のスペクトルよりも強い吸収線が見られ、C, N, あるいは O が強く目立つ A~F 型超巨星に似た特徴が見られる。視線速度はさらに速くなり、Slow novae では ($-150 \sim -300 \text{ km s}^{-1}$) の速度が見られる。また、極大、またはその直後から輝線が見え始め、P Cygni プロファイルを伴っている。この時期に強いラインは、H, CaII, NaI, FeII である。極大の数日後には [OI], [NII], [OIII] といった禁制線が見え始める。

Fast novae では極大 1 日後、Slow novae では極大 20 日後くらいから、さらに新しい吸収線が現れる。これらは非常に広く、また青方偏移しており、極大付近の時の約 2 倍の速度を持っている。極大付近のスペクトルの特徴も依然残っており、P Cygni プロファイルを含め、見かけ上か

なり複雑になっている．ここで現れた新しい吸収線は，Very fast novae で 2 週間，Slow novae で 100 日かそれ以上継続する．

極大から 1-2 等暗くなると，既に存在している特徴に加え，Orion Spectrum という特徴が加わり始め，さらに複雑化する．Orion Spectrum は，Very fast novae で -2700 km s^{-1} ，Slow novae で -1000 km s^{-1} という速度をもち，このスペクトルが消えるまで速度が大きくなっていく．スペクトルが消えるまでの期間はおおよそ，Very fast novae では極大から 4 等暗くなるまで，Slow novae では極大から 2 等暗くなるまでである．V1500 Cyg で左最終的に -4200 km s^{-1} まで速くなった．この吸収線の元素は HeI, OII, NII, NIII, そして CII がある．Orion Spectrum の後半期は，励起とイオン化のために，これらの種類のラインが目立ってくる．

Orion Spectrum が消えていく時期になると，[OIII] と [NeIII] の輝線が見えてくる Nebular Stage に入る．この禁制線以外にも，H, HeI, HeII, NII, NIII の輝線が見える．さらに，鉄のような重い元素も高電離化している．RR Pic では，[FeII] から [FeVII] までのラインが検出されている．

新星爆発の一サイクルが終わり，元の明るさに戻ると，スペクトルは低密度シェル由来の輝線に支配されている．輝線は主に，H, He, C, N, O の許容再結合線と，[NII] がある．

一方，Williams(1992) によると，新星はその極大直後のスペクトルによって，主に Fe II の輝線が卓越する Fe II type novae (図 1.6) と，主に He と N が卓越する He/N type novae (図 1.7) に大別することができる [2]．さらに，Fe II type, He/N type 両方の特徴を持つ Hybrid type novae (図 1.8) も存在する．Fe II type novae では P Cygni プロファイルを伴う細い輝線を示し，He/N

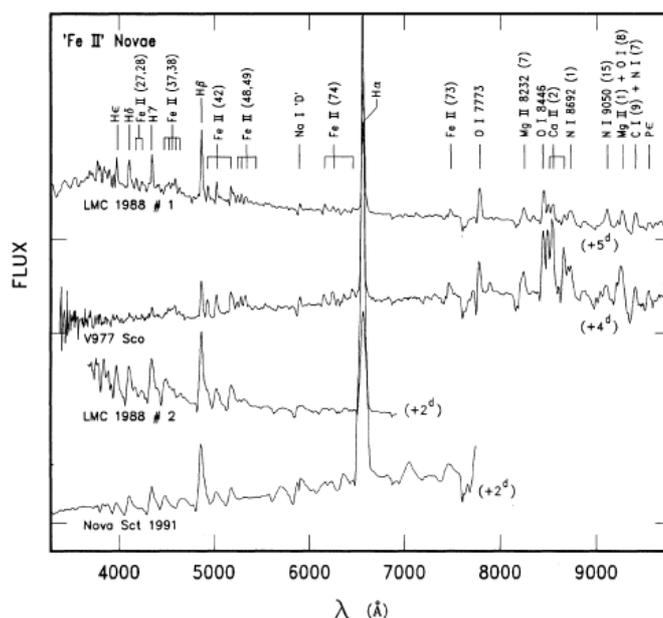


図 1.6: Fe II type novae のスペクトル [2]

type novae では輝線の上部がフラットな幅広い輝線を示すのが特徴である．P Cygni プロファイルとは，輝線の短波長側に吸収線が見られるものである．これは，輝線を発する光学的に薄いガスの内側に連続光を発する光球が存在する場合，光球から観測者側にかけて光学的に厚い領域を

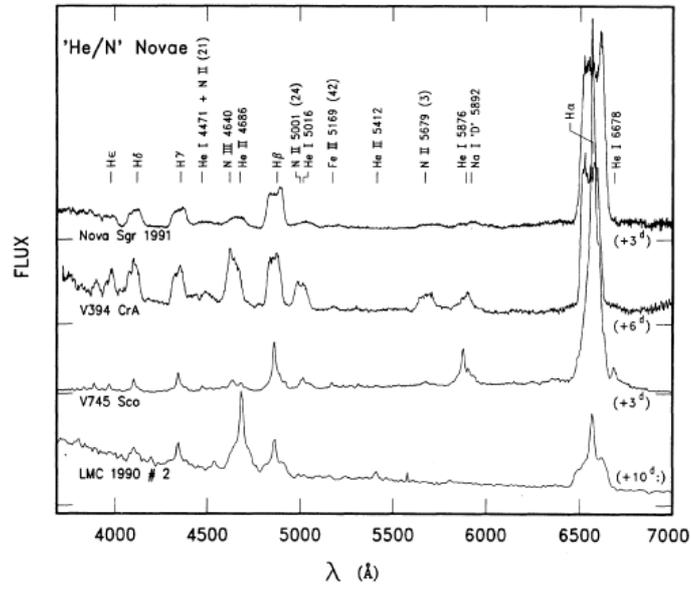


図 1.7: He/N type novae のスペクトル [2]

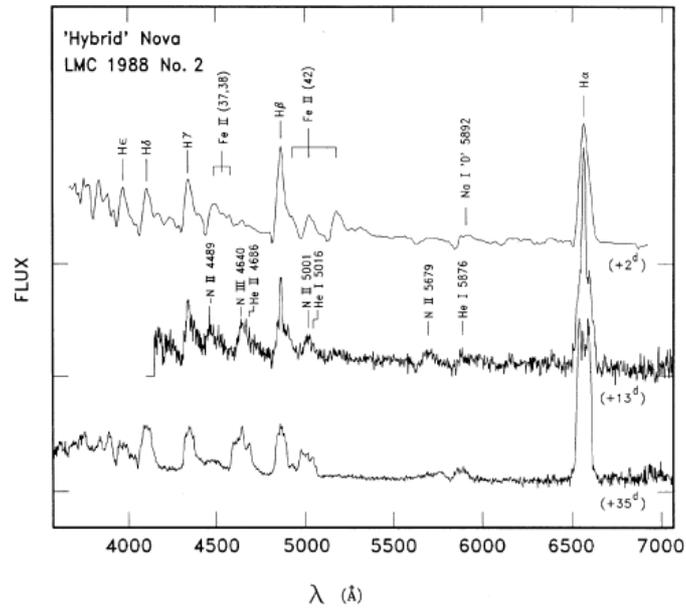


図 1.8: Hybrid type novae のスペクトル [2]

形成するため、吸収線が青方偏移して観測されることで説明できるすなわち、Fe II type novae は膨張するガスの内側からの放射によるもの、He/N type novae は比較的外側からの放射によるものと考えられている。

1.3 古典新星の連星系の進化

連星系は同時期に形成された恒星同士によって構成されたものと考えて良い。白色矮星は、初期質量が $0.8 \sim 8M_{\odot}$ 程度の恒星の進化の最終形態であり、元々は主系列星同士の連星系であった。初期質量が重い星ほど進化が早く進むため、現在白色矮星である主星が元々重い星であったはずである。近接連星系の場合、先に赤色巨星に進化した重い星の外層がロッシュローブを満たす。さらに進化するとロッシュローブからガスが溢れてもう一方の星に質量が輸送される。重い星が白色矮星になり先に進化を終えると、ここで白色矮星と恒星の連星系となる。もう一方の星もまた進化し、今度は白色矮星の方に質量輸送が起こる。そして、白色矮星上にある程度ガスが積もると新星爆発が起こる。この爆発の際、白色矮星表面上の核燃焼反応により生成された炭素などがそのまま残り、白色矮星の質量が増すことがある。

回帰新星の場合は、公転周期が長く、主星は重い白色矮星、伴星は巨星だと考えられているものが多い。これにより、質量降着率が新星に比べて非常に大きく、爆発期間が短くなる。そのため、短期間で白色矮星の質量が重くなると考えられている。

白色矮星の質量がおよそ $1.38M_{\odot}$ になると超新星爆発を起こすため、このような近接連星系は Ia 型超新星爆発への親星候補とされている。

1.4 ヘリウム新星 V445 Pup

V445 Pup は、2000 年 12 月 30 日に金津和義氏が発見報告した突発増光天体である。V445 Pup という名前は、とも座（ラテン語名 Puppis）で発見された 445 番目の変光星（Variables）から付けられる一般名称である。

V445 Pup は発見直後から多く分光観測が行われた。それらによると、典型的な新星で見られる水素のラインが全く検出されず、過剰なヘリウムが検出された [3]。この特徴から V445 Pup は、Kato, M. & Saio, H. & Hachisu, I. (1989) [4] で理論的に予想されていたヘリウム新星だと示唆されている。これまでにヘリウム新星と同定されている天体はこの V445 Pup のみである。

1.4.1 V445 Pup の光度曲線

図 1.9 に爆発 6 年前から 1 年後までの V445 Pup の光度曲線を示す。

今回の爆発による増光がいつ始まったかは定かではないが、減光の速さを見ると、約 8 か月で約 3 等ほど暗くなっており、Slow nova に分類される。発見から約 8 か月に急激な減光が起こった。これは、この時期に赤外で明るくなったことから、核燃焼によって生成された炭素などによる濃いダスト雲が形成されたために、一時的に見えなくなったものと考えられている。Goranskij

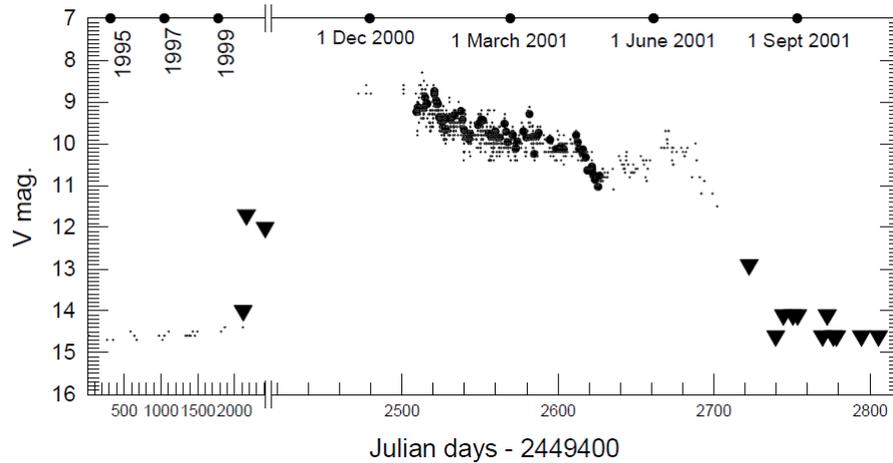


図 1.9: V445 Pup の爆発前後の光度曲線 [6]

et al.(2010) によると, 2004 年頃から再増光が観測されている (図 1.10) . しかし, 爆発前の明るさより約 4 等暗い状態が続いており, この原因はよく分かっていない .

また, 前述したように, 一般には減光が遅い新星ほど白色矮星の質量は軽いことが予想されているが, 加藤, 蜂巢らによるヘリウム過多の新星風理論による計算によると, 白色矮星は $1.37M_{\odot}$ に近い, 非常に重い質量であることが示唆されている [5] .

1.4.2 V445 Pup のスペクトル

V445 Pup の early decline stage における中分散スペクトルが飯島, 中西によって観測されている (図 1.11) . これによると, まず水素が全く検出されず, ヘリウムが過剰に検出されるという特徴が得られている . その他, P Cygni プロファイルを有す C, Na, Fe, Ti, Mg などが強い輝線が多く見られた . これらの輝線は一般的な新星には見られず, He 過多という特徴に加えた, 別の特異性を示している .

Iijima and Nakanishi(2008) では V445 Pup の early decline stage における高分散スペクトルも取得しており, これから星間吸収の指標となる中性ナトリウムの二重線が二セット検出された (図 1.12) , Iijima and Nakanishi(2008) では, この D1 と D2 両吸収線の局所静止系視線速度は, それぞれ $+16.0 \pm 0.4$ と $+73.5 \pm 1.0 \text{ km s}^{-1}$ であり, V445 Pup の方向 ($l = 241.1, b = -2.2$) に対する Hartmann and Burton (1997) のデータを用いて, $E(B - V) = 0.51$ と見積もっている .

1.4.3 高空間分解撮像による星周構造

Woudt ら (2009) によって, VLT 望遠鏡に搭載された NAOS/CONICA による, 補償光学を用いた直接撮像観測が行われた . 図 1.13 には 2004 年から 2006 年までの画像を示している . 北から東に 66° の軸に沿って, 極端な双極風が見られている .

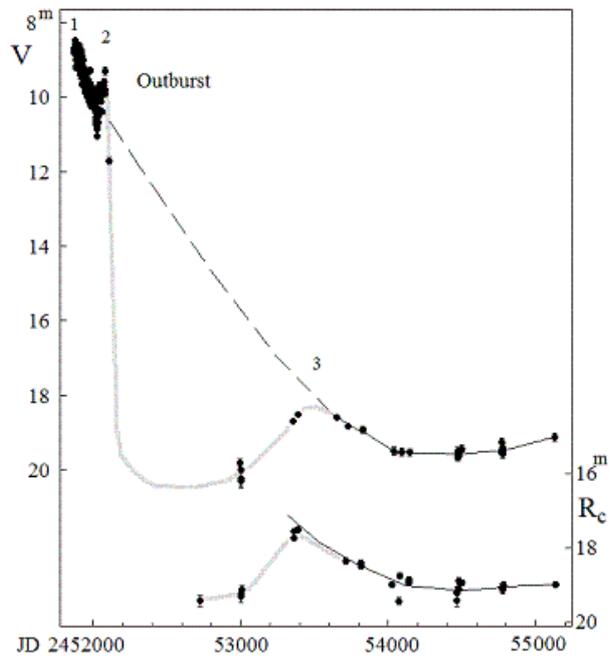


図 1.10: V445 Pup の爆発から約 8 年後までの光度曲線 [7]

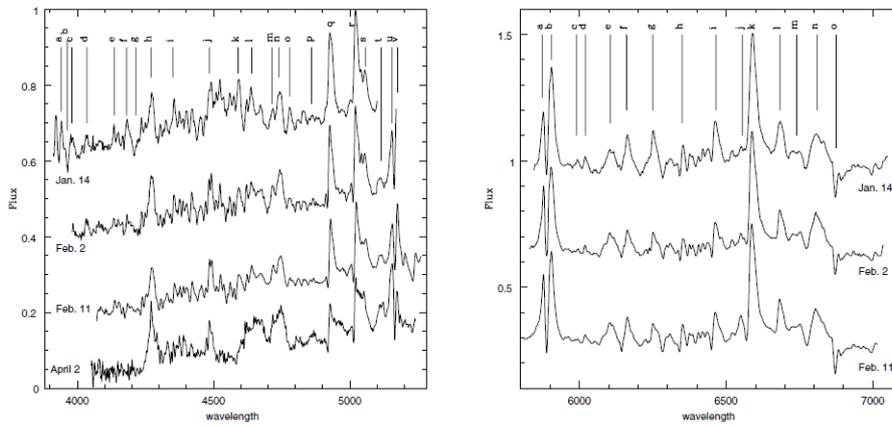


図 1.11: 爆発直後の減光期に取得された V445 Pup の中分散スペクトル [3] . 水素が全く検出されなかった .

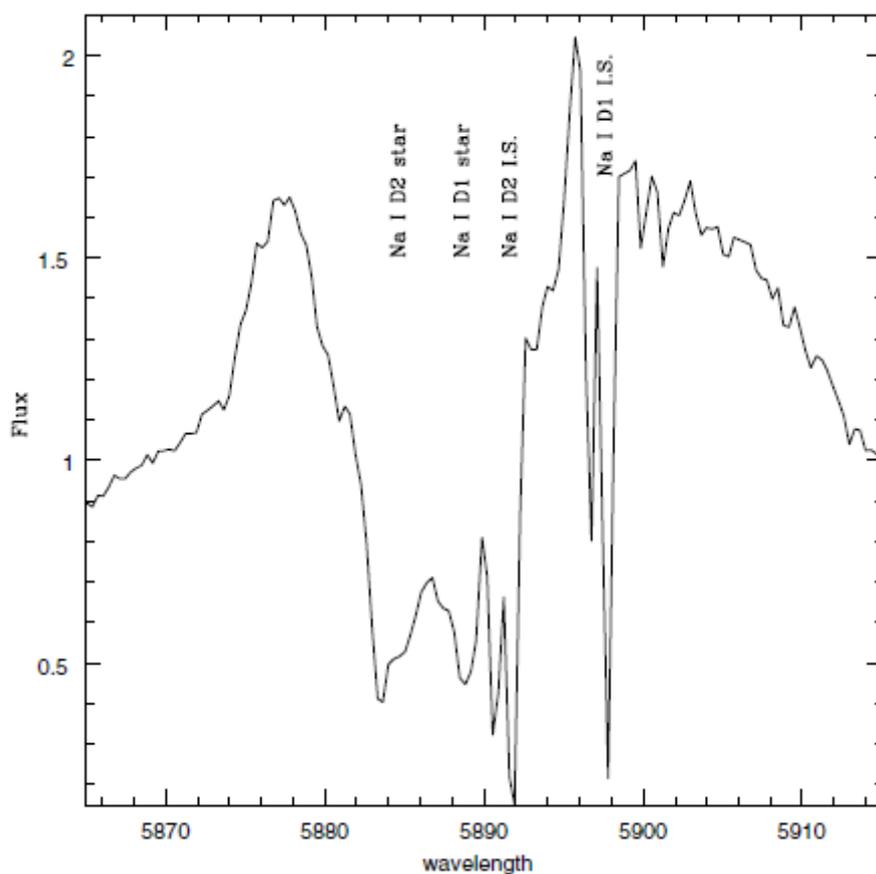


図 1.12: 爆発直後の減光期に取得された V445 Pup の高分散スペクトル [3] . 星間吸収の指標となる中性ナトリウムの二重線が二セット検出された .

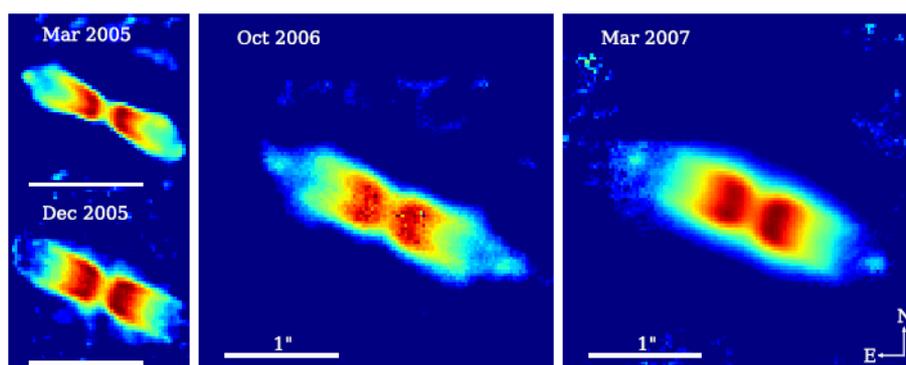


図 1.13: 爆発後 4-6 年後に V445 Pup に見られた双極風 (VLT/NAOS/CONICA/ K_s バンド) [8]

また、同時期に分光観測も行っており、これからこの双極風の速度は $6720 \pm 250 \text{ km s}^{-1}$ であることや、双極風モデルを仮定して、V445 Pup までの距離を約 8.2 kpc と見積もっている。

新星爆発が完全な球対称ではないことについては、DQ Her の直接撮像（図 1.14）に見られるように多数確認されているが、V445 Pup に見られるほどの非等方性は珍しい。

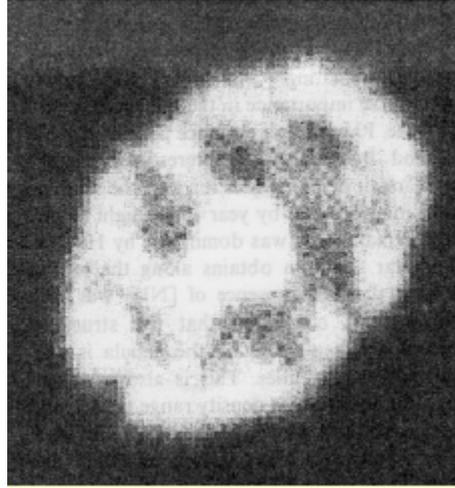


図 1.14: DQ Her の爆発から 50 年後の直接撮像画像

非等方性の原因については、

- 共通外層中の伴星による摩擦抵抗力のために、ejecta が角運動量を得、速い速度を持つ非等方的な outflow を持つこと
- 急速に回転する白色矮星の効果により、電子縮退が強い両極方向に速い outflow が出ること
- ejecta が星間物質と相互作用する場合

などが提言されているが、直接撮像観測では爆発から数年から数十年ほど経ってようやく観測できるようになるため、原因を制限しにくいという問題がある。

V445 Pup のような極端な双極風が見られた新星は過去にはなく、この原因もよく分かっていない。

V445 Pup を連星系の観点で着目すると、ヘリウム新星 V445 Pup は、§ 1.2.2 で述べた特徴から、重い白色矮星と、ヘリウム星から成る連星系と考えられている [5]。

伴星がヘリウム星である場合、何かしらの原因で伴星の最外層の水素が消失するプロセスが必要となる。例えば連星系において白色矮星に外層がはぎ取られる場合、また数十太陽質量あるような非常に重い質量の星が自身の星風で水素を吹き飛ばしてしまう場合が考えられるが、前者は吹き飛ばされるガスの中に水素が全く検出されなかったこと、後者は先に進化した白色矮星の方が伴星に比べて重い星であるはずなので、ヘリウム新星への進化プロセスを説明することができない。このように、ヘリウム新星が発生するプロセスは未だによく分かっていない。

また、V445 Pup では降り積もる質量は $\sim 10^{-4}M_{\odot}$ と見積もられており [5]、V445 Pup も Ia 型超新星の親星候補と見られている。すなわち、ヘリウム新星はこれまでにない Ia 型超新星への進化経路を辿っている可能性がある。

1.5 本研究の目的

これまで述べてきたように、V445 Pup は典型的な Slow novae の特徴を示しながらも、水素が欠乏し、ヘリウムに富むなど多くの奇異な特徴を伴い、Ia 型超新星への新たな経路を示す可能性のある重要な天体であることが分かっている。しかし、その進化過程、そしてその基本となる連星系パラメータ（主星と伴星の質量、進化段階、周期など）は不明のままである。

本研究では、爆発直後の偏光分光観測から爆発時の星周構造の推定を行うことで、元々存在していた連星系の環境に迫り、また、現在静穏期と見られる段階で測光、分光観測を行うことで、その放射の由来を推定し、連星系の物理パラメータを明らかにすることを目的とする。これにより、この連星系の形成過程を、より明らかにすると期待される。

第2章 観測とデータ解析

2.1 爆発期の偏光分光観測

新星の非等方性を確認する手段としては、直接撮像観測、干渉計による観測、そして偏光分光観測が挙げられる。非等方性の原因を探る場合、直接撮像は空間分解能の制限から爆発から数年以上経過しないと確認ができないため、非等方性が観測されたとしても、爆発から観測されるまでの間に星間物質と相互作用した可能性を排除しきれないのは先に述べたとおりである。非等方性の原因を探るためには、なるべく早い段階で新星の観測をする必要がある。干渉計による観測は比較的早期に観測可能であるが、世界的に見ても観測装置が非常に少ないため、観測機会は極めて限定的であり、また使えたとしても爆発後数百日以内の小さなスケールで見ることはいできない。残るのは偏光観測になるが、常時偏光観測ができる望遠鏡は世界的にも稀で過去の観測例は少ない。新星は突発的に発生する天体であるため、専有的に使用できない限り爆発直後の観測を行うことは難しいと言える。

そこで、我々は2001年当時、岡山天体物理観測所で偏光分光観測を半ば専有的に行うことができたこともあり、2001年から2002年にかけて新星の継続的な偏光分光観測を行った。この内、2000年末に爆発が報告されたV445 Pupの観測に成功した。我々のV445 Pupの偏光分光観測は世界的に見ても唯一の観測成功例である。

偏光分光観測では、波長ごとに偏光度と偏光方位角を観測することができるため、疑似光球からの放射である連続成分と、その外側の光学的に薄い領域から放射される輝線を分離して議論ができる。すなわち、爆発直後の新星の形状に関する、より詳細な議論が可能である。

また、古典新星に対する偏光分光観測は10例程度しか報告がなく、新星全体としても希少な観測例としても意義がある。

2.1.1 偏光について

光は互いに直交する電場と磁場の横波であり、電場ベクトルと光の伝播方向のなす面を振動面と言う。自然光は様々な振動面が一様に混ざった光であるため無偏光であるが、散乱光のように振動面が揃った光は偏光している。このうち、振動面が常に一定であれば「直線偏光」、観測者から見て振動ベクトルが円を描くものを「円偏光」、楕円を描くものを「楕円偏光」と言う。

z 軸方向に進む直線偏光した光は、

$$\mathbf{E}_x + \mathbf{E}_y = (E_{x0}\mathbf{i} + E_{y0}\mathbf{j}) \cos(kz - \omega t + \phi_0), \quad (2.1)$$

右偏光をプラスとして，円偏光は，

$$E_{x0}(\cos(kz - \omega t + \phi_0)\mathbf{i} \pm \sin(kz - \omega t + \phi_0)\mathbf{j}), \quad (2.2)$$

楕円偏光は，

$$E_{x0} \cos(kz - \omega t)\mathbf{i} \pm \sin(kz - \omega t + \delta)\mathbf{j}, \quad (2.3)$$

と書ける．

偏光を一般的に表すために，ストークスパラメータ (I, Q, U, V) が用いられる．図 2.1 は x 軸を天球上の北， y 軸を同様に東向き， z 軸を観測者に向かう方向として考えた空間である．

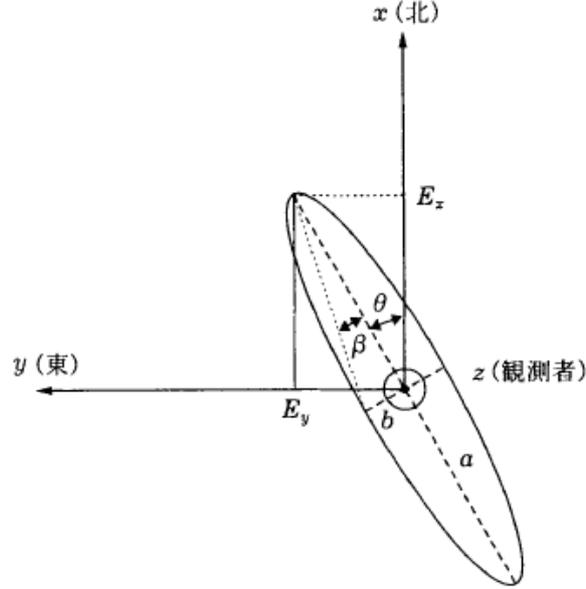


図 2.1: 偏光の空間表示

この時，ストークスパラメータは次のように定義される．

$$I \equiv (E_x)^2 + (E_y)^2, \quad (2.4)$$

$$Q \equiv (E_x)^2 - (E_y)^2 = I \cos 2\beta \cos 2\theta, \quad (2.5)$$

$$U \equiv 2E_x E_y \cos \delta = I \cos 2\beta \sin 2\theta, \quad (2.6)$$

$$V \equiv 2E_x E_y \sin \delta = I \sin 2\beta. \quad (2.7)$$

このストークスパラメータはベクトルとして加算的に取り扱うことができ，成分分離ができる．これを用いて様々な偏光の状態を表すことができ（表 2.1），さらに偏光度 P と偏光方位角 θ を表現することができる．

$$P = (Q^2 + U^2)/I, \quad \theta = (1/2) \arctan(U/Q). \quad (2.8)$$

θ は電場ベクトルの方位角に対応し， 0° から 180° の間の値をとる．この偏光度と方位角は， QU 平面上に図示することで視覚的に理解することができる（図 2.2）．

表 2.1: 偏光の状態に対するストークスパラメータ

I	Q/I	U/I	V	偏光の状態
1	1	0	0	$\theta = 0^\circ$ に完全直線偏光
1	-1	0	0	$\theta = 90^\circ$ に完全直線偏光
1	$\cos 2\theta$	$\sin 2\theta$	0	θ 方向に完全直線偏光
1	0	0	1	完全右偏光
1	0	0	-1	完全左偏光
1	0	0	0	無偏光

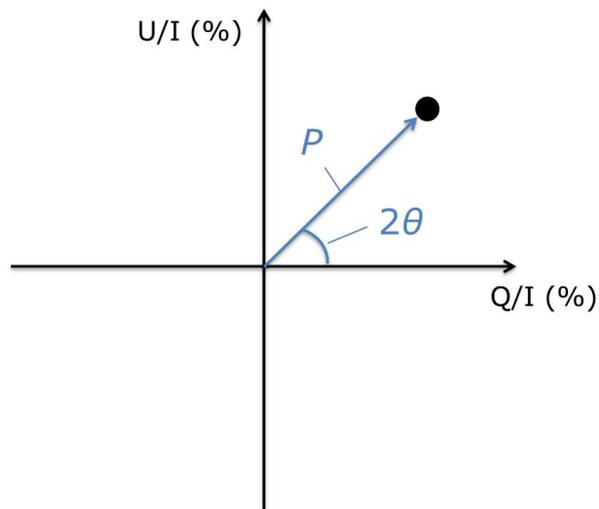


図 2.2: 偏光度の QU 平面表示 . Q/I と U/I を QU 平面上にプロットすることで , 偏光度と偏光方位角を視覚的に理解することができる .

天体からくる散乱光の場合，図 2.3 のように散乱体の形状が等方的であれば振動面が一様な分布になり偏光が検出されないが，図 2.4 のように形状が非等方的であれば図中の矢印の方向に偏光が検出される．

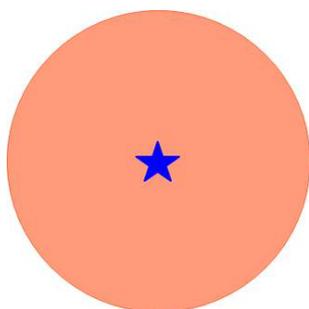


図 2.3: 光源（青色の星）に対して散乱体（周辺の赤色）の形状が等方的である場合，散乱光の振動面は一様な分布になり，散乱光は無偏光である．

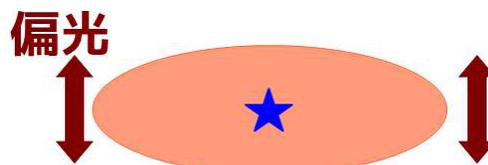


図 2.4: 光源（青色の星）に対して散乱体（周辺の赤色）の形状が非等方的である場合，散乱光は振動面に偏りが生じる．散乱体が東西に偏平している場合，南北方向 ($\theta = 0^\circ$) に偏光が検出される．

加えて，天体から地球の間には星間物質が存在することを考慮しなければならない．星間物質中に存在する楕円体のダストは，その長軸がそこに存在する磁場に垂直になるように並ぶ．このため，ダストを通り抜けた光は磁場に平行に直線偏光する（図 2.5）．このように，一般に観測さ

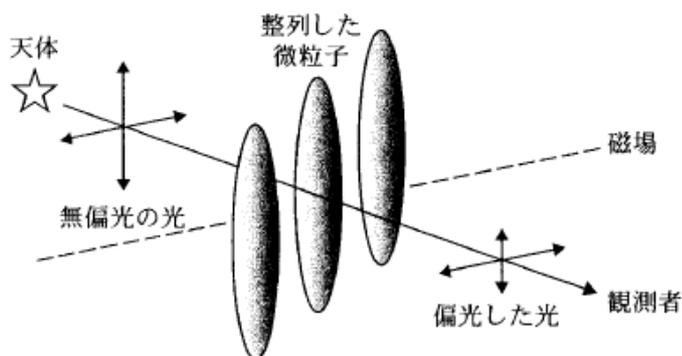


図 2.5: 磁場により，磁場に対して垂直に揃ったダストによる星間偏光．可視光では磁場に平行な光として偏光が検出される．

れる偏光には，天体固有の偏光に加え，星間物質による偏光がベクトル的に加算されたものとなっている．

2.1.2 観測装置

偏光分光観測は，国立天文台岡山天体物理観測所（OAO）の 0.91 m 望遠鏡（図 2.6），1.88 m 望遠鏡（図 2.7）に，可視低分散偏光分光測光装置（HBS，図 2.8）搭載して行った．

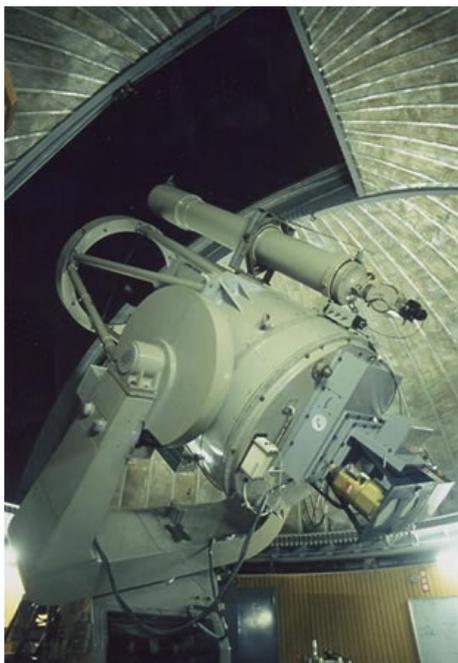


圖 2.6: OAO 0.91 m 望遠鏡 [9]

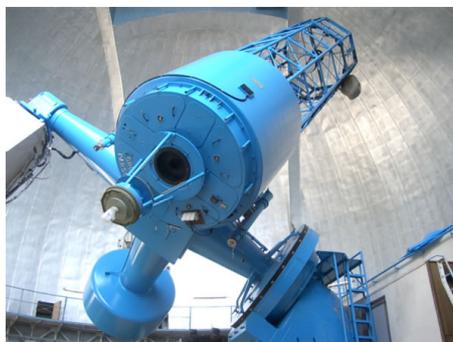


圖 2.7: OAO 1.88 m 望遠鏡 [9]

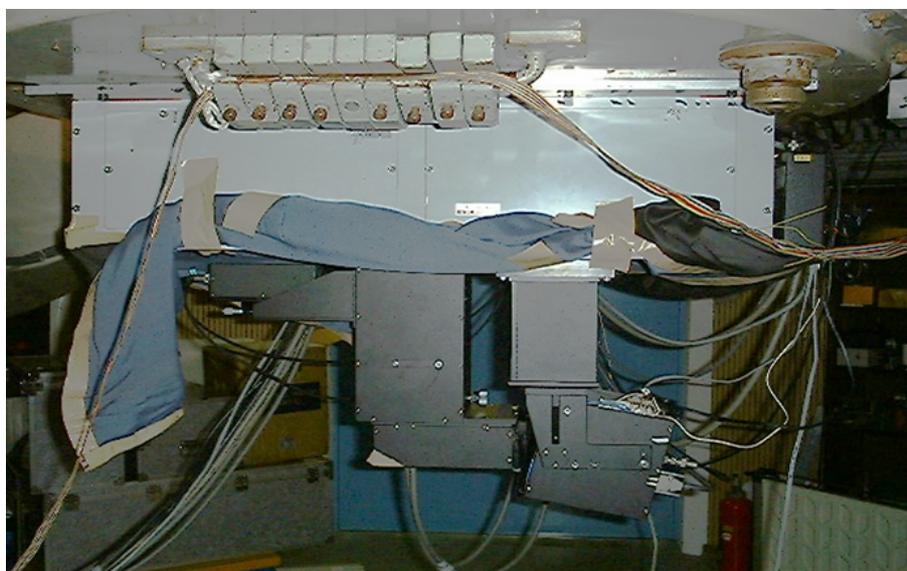


圖 2.8: 可視低分散偏光分光測光裝置 (HBS)

岡山天体物理観測所は、東京大学東京天文台の附属施設として、1960年に岡山県南西部の竹林寺山（標高 372 m）に開設された。竹林寺山は全国的に見ても晴天率が高く、大気が安定していることから、観測地として選定された。開設当時日本最大の口径である 1.88 m 反射望遠鏡と、0.91 m 反射望遠鏡、50 cm 反射望遠鏡を所有している。1988年に岡山天体物理観測所は、他の施設と共に国立天文台に統合され、全国の天文学研究者に利用される共同利用施設になった。それ以降、国内外の研究者により様々な観測研究が進められている。観測対象天体は太陽系天体、銀河系内天体、系外銀河、銀河団やクェーサーなど幅広く、観測機器によって測光、分光、偏光分光観測など様々な研究を行うことができる。1.88 m 望遠鏡と 0.91 m の性能を表 2.2 と表 2.3 に示す [9]。

表 2.2: 1.88 m 望遠鏡性能表

項目	仕様
光学系	クラシカルカセグレン
主鏡口径	188 cm
主鏡焦点距離	9150 m F/4.9
架台	イギリス式赤道儀

表 2.3: 0.91 m 望遠鏡性能表

項目	仕様
光学系	カセグレン
主鏡口径	91 cm
主鏡焦点距離	4590 mm F/5.05
架台	フォーク式赤道儀

可視低分散偏光分光測光装置（HBS）は、可視域において偏光分光、分光測光を行うことができる観測装置である [10]。図 2.9 に光学系を、表 2.4 に性能表を示す。

観測期間は爆発直後にあたる、2001年1月10日から2001年4月2日の内7晩である（表 2.5）。偏光観測では通常、シーイングの影響を抑えて較正を単純化するため、また測定精度を向上させるために、 $\lambda/2$ 波長板の方位角を 0.0° 、 22.5° 、 45.0° 、 67.5° に回転させた4種類のデータを1セットとして取得する。表 2.5 中の「セット数」に、それぞれの日に観測したセット数を記している。爆発後のライトカーブに観測日を示したものを図 2.10 に掲載する。

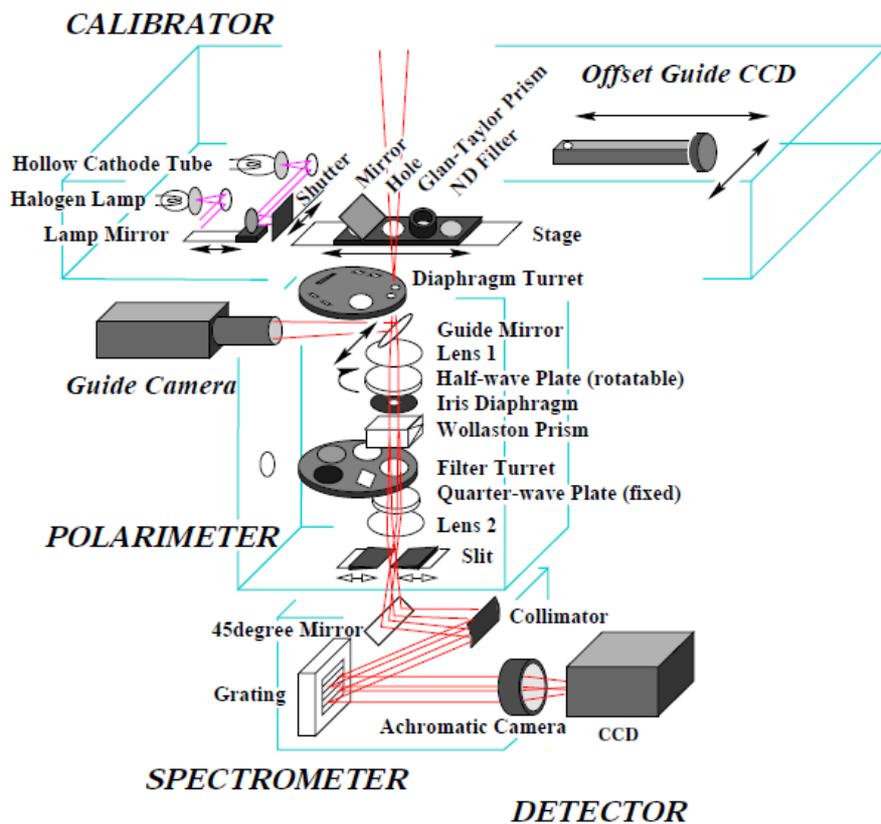


図 2.9: HBS の光学系

表 2.4: HBS 性能表

項目	仕様
観測波長域	3600 - 9000 Å
観測分解能	35 - 120 Å (使用ダイヤフラムに依る)
偏光素子	Pancharatnam 型 半波長板, ウォラストンプリズム (水晶製)
分散素子	300 本 mm 回折格子 (500 nm bl.)
検出器	SITe CCD(512 × 512 × 24 μm sq), TI TC-215 CCD(1000 × 1018 × 12 μm sq)

表 2.5: 爆発期の観測データ

観測日	発見日からの日数	望遠鏡	検出器	露出時間 (秒/枚)	セット数 (1 セット 4 枚)
2001/01/10	11	0.91 m	TI	300	8
2001/02/02	34	1.88 m	TI	120	5
2001/02/24	56	0.91 m	SITe	200	6
2001/03/09	69	0.91 m	SITe	250	10
2001/03/12	72	0.91 m	SITe	250	10
2001/03/13	73	0.91 m	SITe	250	10
2001/04/02	93	0.91 m	SITe	250	5

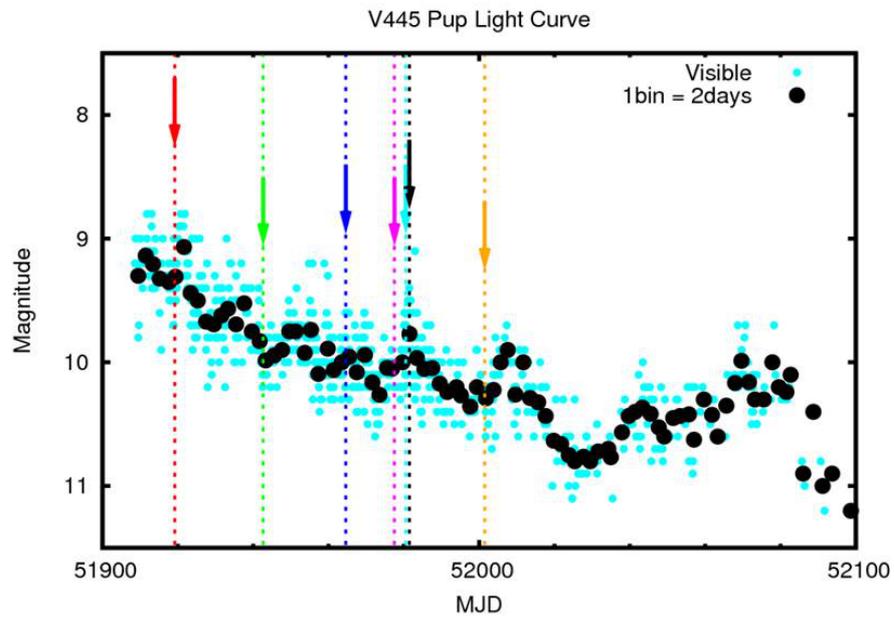


図 2.10: 爆発期における偏光分光観測日

2.1.3 データ解析

HBS のデータ解析には、HBS 用の解析ソフトウェアである「データ整約ソフトウェア (HBSRED)」を用いた。HBSRED は天体画像解析で広く利用されている IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) 上で動作するもので、IRAF 用言語である CL script, および C 言語で記述されている [11]。このソフトウェアを用いることにより、観測で得たデータを半自動的に整約できる。観測で得た生画像の一例を図 2.11 に示す。

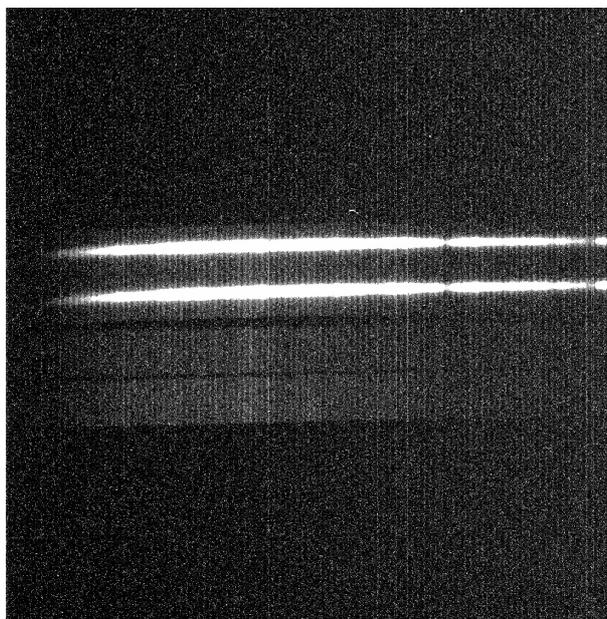


図 2.11: 2001 年 1 月 10 日に取得した V445 Pup の偏光分光スペクトルの生画像。左が短波長側。ウォラストンプリズムにより光は常光 (上側) と異常光 (下側) に分けられている。

HBSRED で行うことは、大きく分けて、CCD を用いた多くの天体観測で共通して行われる一次整約部と、偏光観測に特有の較正を行う較正部に二分される。一次整約部では、「一次処理」と呼ばれるダーク (バイアス) の差引、フラット補正の他に、光の無い領域のカット、バッドピクセルの補正、波長合わせ、ピンニングなどが行われる。較正部では、ストークスパラメータの導出や複数データの平均化、器械系から赤道座標系への座標変換が行われる。

2.1.3.1 一次処理

CCD で観測した天体観測画像は、天体固有の情報の他に、バイアス、ダーク、宇宙線、スカイ成分が含まれている (図 2.12)。

バイアスは、CCD チップから光を読み出す際にかけられる電圧が原因で含まれるもので、光を当てていなくても必ず含まれるカウント数である。HBSRED では、CCD 上で光の届かない領域のカウントを用いて差し引いている。

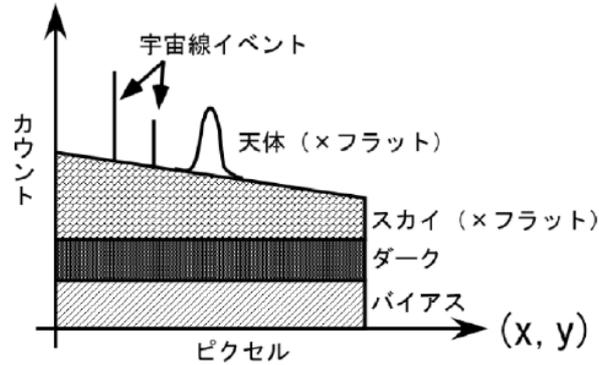


図 2.12: CCD データに含まれる全情報 [12]

ダークは熱的に発生した電子により含まれるカウント数である。ダークは CCD の温度が高いほど、また露出時間が長くなるほどカウント数が高くなるという特徴がある。そこで、通常 CCD を冷却して観測を行う。また、光を一切入れずに観測画像と同じ露出時間をかけたダークフレームを取得し、観測画像から差し引く作業を行う。

宇宙線は、飛来する宇宙線がたまたま CCD に衝突するとそこで多くの電子が発生し、狭い領域に高いカウント数を生じさせる。宇宙線が天体固有の光に含まれる領域に宇宙線が飛来した場合、その画像は解析に使わないことがある。

スカイ成分は、地球の上層大気から放射される夜光や、街明かりなどが大気で散乱されて写りこむ成分である。

これら天体固有以外の光を差し引いた後、CCD はピクセルごとに感度の違いを考慮してフラット補正という作業を行う。この感度の違い補正するため、CCD に一様な光を入射したフレーム（フラットフレーム）を取得し、観測画像をフラットフレームで割る。

以上が一次処理の基本的な流れである。ここで述べた一次処理過程は、後に述べる測光、分光観測でも行う。

2.1.3.2 偏光キャリブレーション

一次処理の後に，ストークスパラメータの導出や，器械系座標から赤道座標系への座標変換を行う． $\lambda/2$ 波長板を 0.0° ， 22.5° ， 45.0° ， 67.5° にして観測した 1 セットのデータに対して，

$$a_1 = \sqrt{\frac{I_{\text{ext}}(0.0^\circ)}{I_{\text{ord}}(0.0^\circ)} \times \frac{I_{\text{ord}}(45.0^\circ)}{I_{\text{ext}}(45.0^\circ)}}, \quad (2.9)$$

$$a_2 = \sqrt{\frac{I_{\text{ext}}(22.5^\circ)}{I_{\text{ord}}(22.5^\circ)} \times \frac{I_{\text{ord}}(67.5^\circ)}{I_{\text{ext}}(67.5^\circ)}}, \quad (2.10)$$

$$\frac{Q}{I} = \frac{1.0 - a_1}{1.0 + a_1}, \quad (2.11)$$

$$\frac{U}{I} = \frac{1.0 - a_2}{1.0 + a_2}, \quad (2.12)$$

$$I = \frac{I_{\text{ext}}(0.0^\circ) + I_{\text{ext}}(45.0^\circ) + I_{\text{ext}}(22.5^\circ) + I_{\text{ext}}(67.5^\circ)}{2}, \quad (2.13)$$

としてストークスパラメータを導出する．ここで ord は常光 (ordinary ray) ext は異常光 (extraordinary ray) に対応する．

さらに，無偏光標準星データによる原点補正， 10^{-5} の精度で完全直線偏光を実現するグラン・テーラー・プリズムを通した較正観測による消偏光補正，半波長板透過軸の波長依存性補正，強偏光標準星データによる天球上の偏光方位角との合わせを行い，赤道座標系の偏光データを算出する．

2.2 爆発後の静穏期における観測

爆発から 12 年経った現在，新星は爆発活動を終えた静穏期の状況にあると考えられる．爆発期と違い，この静穏期の観測では連星系をダイレクトに観測することができるので，連星系物理パラメータに迫ることができると期待される．現在，図 1.10 に示したように，爆発前に比べて約 4 等暗い状態が続いている．そこで，現在の放射の由来を推定し，連星系の物理パラメータに迫るべく，2012-2013 年に可視測光と分光観測を行った．

測光観測では，色指数 (color index) から放射領域の表面温度の推定をすることや，光度の変動から周期について考察することができる．また，分光観測では，放射領域の物理状態について考察することができる．

2.2.1 観測装置

2012 年 10 月 23 日に国立天文台すばる望遠鏡 (図 2.13) に搭載された微天体分光撮像装置 FOCAS (図 2.14) を用いて，測光・分光観測を行った．また，2012 年 12 月 4 日から，広島大学東広島天文台かなた望遠鏡 (図 2.15) に搭載された一露出型広視野偏光撮像器 HOWPol (図 2.16) を用いて測光観測を行った．



図 2.13: すばる望遠鏡 [13]

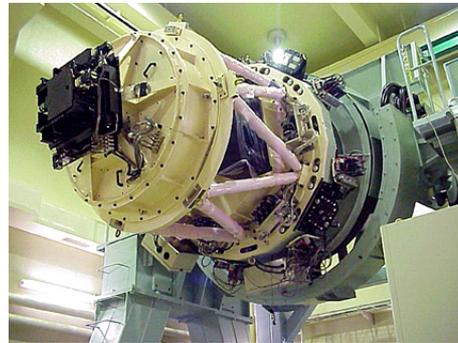


図 2.14: 微光天体分光撮像装置 (FOCAS) [13]

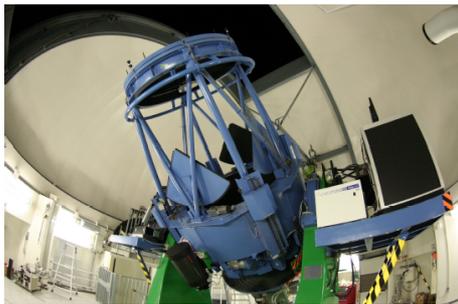


図 2.15: かなた望遠鏡

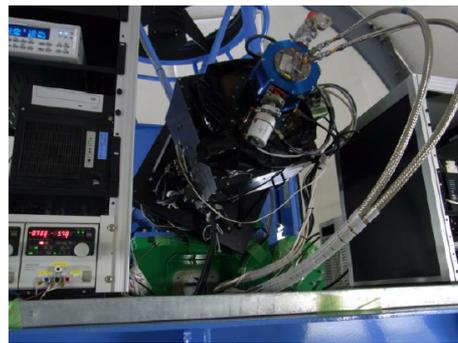


図 2.16: 一露出型広視野偏光撮像器 (HOWPol) [14]

すばる望遠鏡は、アメリカのハワイ島マウナケア山頂（標高 4,200 m）に存在する大型光学赤外線望遠鏡である。単一鏡による口径 8.2 m という鏡の大きさは日本が所有する天体望遠鏡では最大のものである。口径が大きければ大きいほど集光力や分解能が上がるメリットがあるが、その分鏡のゆがみが発生しやすく、鏡面の精度を保つのが難しくなる問題がある。すばる望遠鏡では大型の鏡でも鏡面精度を保つように、 $0.012\mu\text{m}$ という誤差の鏡面精度でコンピュータ制御されている。さらにドーム外の気流により星像がゆらいでしまうのを防ぐために、新型のドームで風通しを良くするなどの工夫が施されている。このようにメリットを最大限に活かす最新技術が多く盛り込まれている。1999 年にファーストライトを迎えて以来、太陽系近傍天体から 130 億光年彼方の天体まで観測対象とし、現在まで目覚ましい成果を上げている。表 2.6 にすばる望遠鏡の性能を示す。

表 2.6: すばる望遠鏡性能表

項目	仕様
光学系	リッチー・クレチアン
主鏡有効口径	8.2 m
主鏡 F 値	F/2.0 (補正光学系含む)
カセグレン焦点合成 F 値	F/12.2
ナスミス焦点合成 F 値	F/12.6 (可視光), F13.6 (赤外線)
架台	経緯台
総重量	555 トン
最大駆動速度	0.5 度角/秒
天体の追尾誤差	0.1 秒角以下
観測可能仰角範囲	10~89.5 度
総合星像分解能	0.2 秒角 (補償光学なし, $2.15\mu\text{m}$)

微天体分光撮像装置 FOCAS (Faint Object Camera And Spectrograph) は、すばる望遠鏡のカセグレン焦点に設置されており、撮像、分光、偏光観測と言った基本的な観測モードを有している。マルチスリット分光モードでは、同一視野内に入る最大 100 個の天体に対して同時に分光観測ができる。FOCAS の性能を表 2.7 に示す。

広島大学かなた望遠鏡は、口径 1.5 m の可視赤外反射望遠鏡で、広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台に設置されている。大学所有の天文台としては最大級の口径を持ち、研究観測を密に行うことができる。DIMM によるシーイングは ~ 1.1 秒角を得ており、全国的にも優れたサイトである。広島大学が開発に貢献しているガンマ線衛星 Fermi や、X 線衛星すざくのような高エネルギー天文衛星と連携し、ガンバ線バーストやブレーザーなどの突発天体に対する即時観測も行われており、多波長にわたる研究から宇宙における高エネルギー現象の解明を目指している。表 2.8 にかなた望遠鏡の性能を示す。

表 2.7: FOCAS 性能表

項目	仕様
観測波長域	365-900 nm
視野	6 arcmin diameter
波長分解能	R=250~1000 for 0.4 arcsec slits
フィルター	Broad band: U, B, V, R, I Narrow band: 8 Order sorting: 4
検出部	HPK 4K × 2K 3-side buttable CCD × 2 mosaic
ピクセルスケール	~ 0.1 arcsec/pix

表 2.8: かなた望遠鏡性能表

項目	仕様
光学系	リッチー・クレチアン
主鏡有効口径	1.5 m
合成 F 値	F/12.2
架台	経緯台 (トルク・モーターによるフリクションドライブ)
総重量	約 17 トン
最大駆動速度	0.5 度角/秒

一露出型可視広視野偏光撮像器 HOWPol (Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter) は、かなた望遠鏡のナスミス焦点に取り付けられている観測装置である。GRB、ブレーザー、超新星などが主な研究対象となり観測が行われている。表 2.9 に HOWPol の性能を示す。

表 2.9: HOWPol 性能表

項目	仕様
観測波長域	0.45-1 micron
視野	Imaging: 15 arcmin diameter Wide-field imaging polarimetry(WFPol): $7' \times 7'$ Narrow-field imaging polarimetry(NFPol): $15' \times 1'$
フィルター	U, B, V, R, I, z', polarizing
グリズム	Low-res(420/mm, R=500)
検出部	2k-4k CCD(HPK/NAOJ) \times 2 200 micron-thick deletion layer
最終 F 値	F/6.9

一例として、FOCAS で測光観測して取得した B バンド画像を図 2.17 に、分光観測して取得した画像を図 2.18 に示す。HOWPol で測光観測した取得した I バンド画像を図 2.19 に示す。

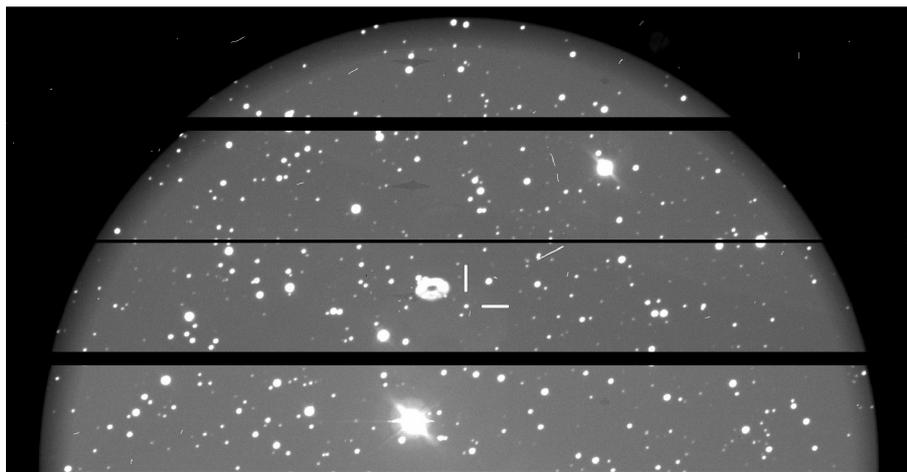


図 2.17: FOCAS で取得した B バンド画像 (上が北, 左が東)。視野は直径 6 分角円。画像中心付近の白い棒が直交する部分に存在する星が V445 Pup である。横に走る黒い縞は、バイアス引きのために設けられたオーバースキャン領域である。

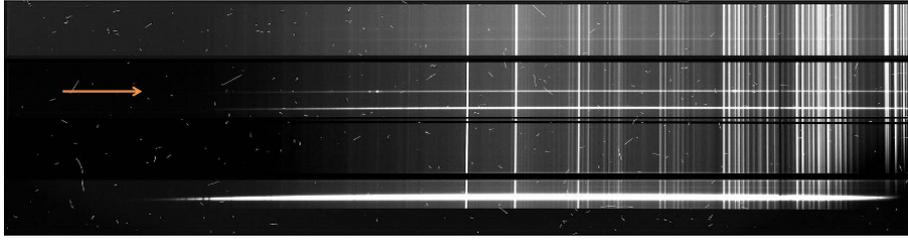


図 2.18: FOCAS で取得した分光画像（青側）．矢印で示したものが V445 Pup のスペクトル．左が短波長側．縦に走る線は地球大気による輝線．

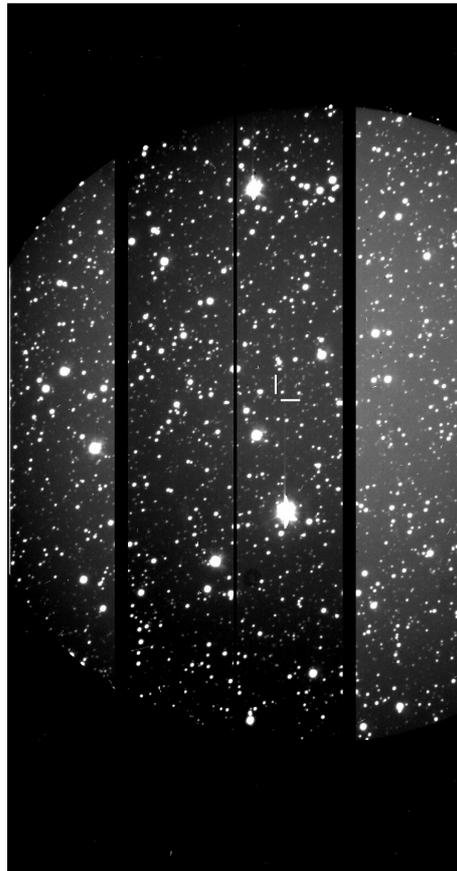


図 2.19: HOWPol で取得した *I* バンド画像（上が北，左が東）．視野は直径 15 分角．画像中心付近の白い棒が直交する部分に存在する星が V445 Pup．縦に走る黒い縞は，バイアス引きのために設けられたオーバースキャン領域である．

2.2.2 一次処理

測光・分光でも偏光分光観測と同様に一次処理を行った．図 2.19 などに見られる縦に入る黒い領域は「オーバースキャン領域」と言われる．FOCAS や HOWPol ではこのオーバースキャン領域をバイアスカウントとして処理する．バイアス引きを行い，オーバースキャン領域を除いて結合した画像を図 2.20 に，フラット画像で割った画像を図 2.21 に示す．

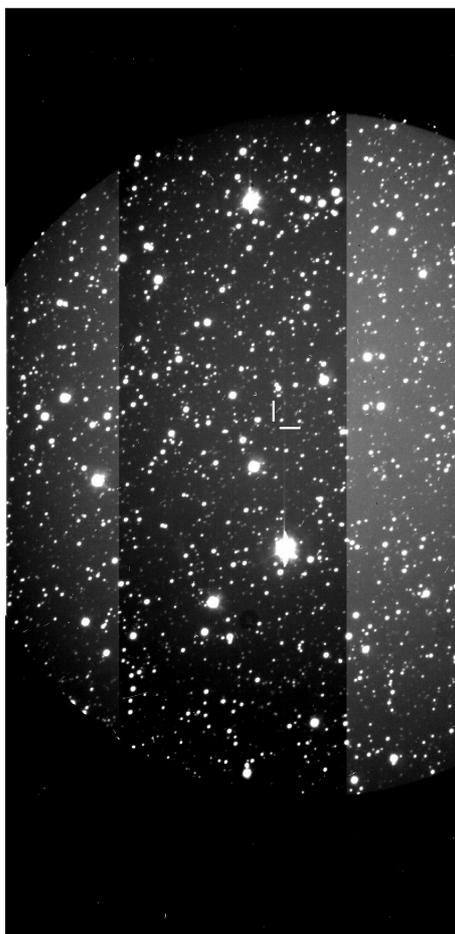


図 2.20: バイアス引きを行った画像．オーバースキャン領域の部分が除かれ，結合された画像が出力される．

2.2.3 測光解析

フラット画像で割った画像に対して，天体の明るさを測定する測光解析を行う．



図 2.21: フラット画像で割った画像 . 図 2.20 から読み出しポートごとのカウントレベルが補正されたのが分かる .

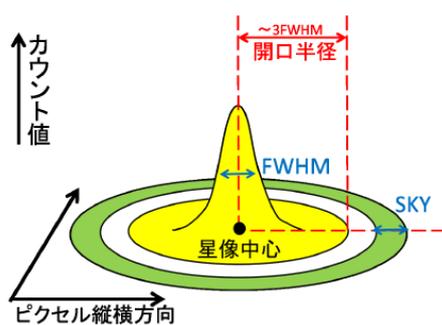


図 2.22: 開口測光概略図 [15]

2.2.3.1 開口測光

星の重心を中心としたある円内に含まれるピクセルのカウント数を積分することを開口（アパーチャー）測光（図 2.22）という．この円は星像の半値幅の 2-3 倍が最も精度が良いとされているが，星の混み具合により異なる．開口円の外側に，同じ重心を中心としたドーナツ状の円を取り，この円の中に入るカウント数をスカイ領域とし，バックグラウンドカウントとする．

2.2.3.2 PSF 測光

図 2.22 のように，星はひろがりを持つものとして考えられ，大気の流れの状態などによって変化する．このひろがりを PSF（Point Spread Function）と呼ぶ．視野内のいくつかの比較星について PSF モデルをフィッティングし，PSF を決定する．この PSF を目標天体に対して適用することで，さらに精度の良い測光を行うことができる．この手法は，スカイ領域に星が入ってしまうような，星が混む領域などに特に有効である．V445 Pup は銀河面に近く，周辺に恒星が多いため，それとの分離を行うため，我々にこの PSF 測光を採用した．

2.2.3.3 相対測光

PSF 測光で得た目標天体のフラックス F_{obj} から等級 m_{obj} を決めるために，同一視野内に入った光度が変化しないと思われる星のフラックス F_{comp} や等級 m_{comp} と比較する手法を，相対測光と言う（式 2.14）．

$$m_{\text{obj}} = -2.5 \times \log_{10} \frac{F_{\text{obj}}}{F_{\text{comp}}}. \quad (2.14)$$

この比較星には，Goranskij et al.(2010) で測光されている星（ID：4,19,20）を用いた（図 2.23）[7]．それぞれの等級は表 2.10 の通りである．

表 2.10: 比較星（ID：4,19,20）の等級

ID	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>
4(c1)	17.186 ± 0.159	15.707 ± 0.055	15.003 ± 0.090	14.172 ± 0.110
19(c2)	16.847 ± 0.144	16.082 ± 0.074	15.817 ± 0.139	15.322 ± 0.200
20(c3)	16.300 ± 0.090	15.577 ± 0.047	15.168 ± 0.083	14.760 ± 0.120

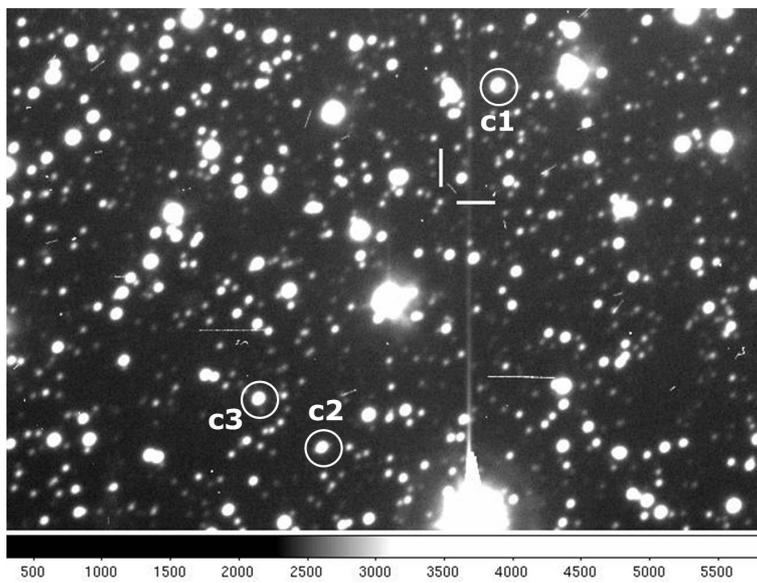


図 2.23: V445 Pup (2つの直線の交点) と今回使用した比較星 (c1, c2, c3)

第3章 結果と考察

3.1 爆発期の観測

3.1.1 観測結果

図 3.1 に偏光分光観測の結果を示す．上から波長ごとのフラックス，偏光度 P ，偏光方位角 θ である．観測日ごとの色は図 2.10 の観測日を示した色に対応する．

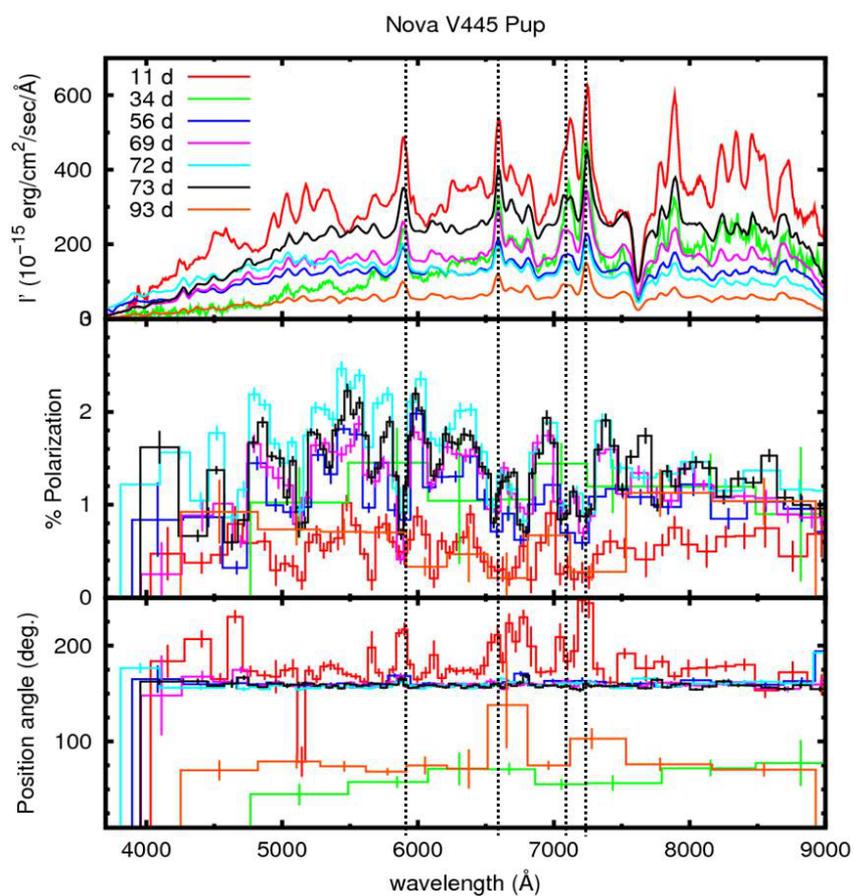


図 3.1: 爆発期の偏光分光観測の結果

スペクトルは、炭素などが強い輝線が多く見られ、この観測期間ではそのパターンはほとんど変わらない。5894 Åに見られる強いピークはHeI (5876 Å), CIII (5872 Å), SiII (5868 Å), NaI (5880,5896 Å), CII (5890,5892) が混合した輝線, 6592 Åに見られる強いピークはCII (6578,6583 Å), CaI (6573 Å) が混合した輝線である [3]。

フラックス、及び偏光度のグラフをよく見ると、3つのパネルを貫く縦の点線で示したように、強い輝線の部分で偏光度が小さくなっている効果（消偏光効果）が見られた。また、偏光度、偏光方位角は全観測期間にわたって概ね同じ傾向を示していた。典型的な偏光方位角は波長全域にわたって約160°である。しかし、初期である11日目のみ異なる振る舞いを示していた。さらに、34日目と93日目の偏光方位角に関しては、他の典型的な日と約90°異なっていた。

§.2.1.1で述べたように、この結果には、新星固有の情報と、星間の情報が混在している（図3.2）。新星固有の情報を得るために、星間偏光の見積もりと差し引きを行う。

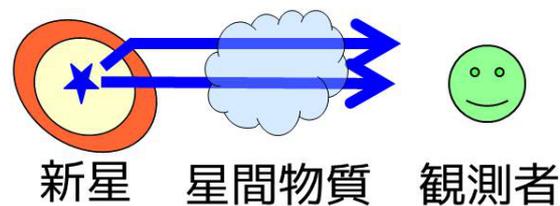


図 3.2: 星間偏光寄与の概略図。新星からの光は途中の星間物質により散乱されて地球に到達する。

3.1.2 星間偏光の見積もり

図 1.3 に示したように、爆発直後の新星は新星風が噴出しており、中心付近では光学的に厚い疑似光球が形成されている。これより、得られたスペクトルにおいて、連続光成分は疑似光球とその外側の wind 領域からの放射が寄与しており、輝線は光学的に薄い wind 領域からのみの放射と考えられる。つまり、wind 領域は光学的に薄いため、その放射は偏光しないと考えて良い。

このことから、輝線部分で観測される偏光度には星間偏光のみが寄与していると仮定して良く、連続光成分は新星固有の偏光と星間偏光が寄与していると考ええる。そこで、輝線と連続光を分離する必要がある。

星間偏光を見積もる方法として、式 3.1 の Sirkowski による星間偏光の波長依存性の経験則 [16] を適用する方法がある。

$$p(\lambda)/p_{\max}(\lambda) = \exp[-K \ln^2(\lambda_{\max}/\lambda)] \quad (3.1)$$

輝線部分の偏光度に対してのみこの経験則をフィッティングし、波長に対する偏光度を見積もるものである。しかし、V445 Pup に関しては連続光と輝線が複雑に混在していることから、今回は採用していない。

そこで、輝線と連続光を分離するため次のような手法を採用した。

- S/N が良い 73 日目のデータに対して、強い輝線の周りの部分を切り取る．今回は 5500-6000, 6200-6800, 6900-7500 Å を選択した（図 3.3）．
- この波長域内において、波長を変化させた場合に、QU 平面上でどのように点が動くかを確認する（図 3.4）．

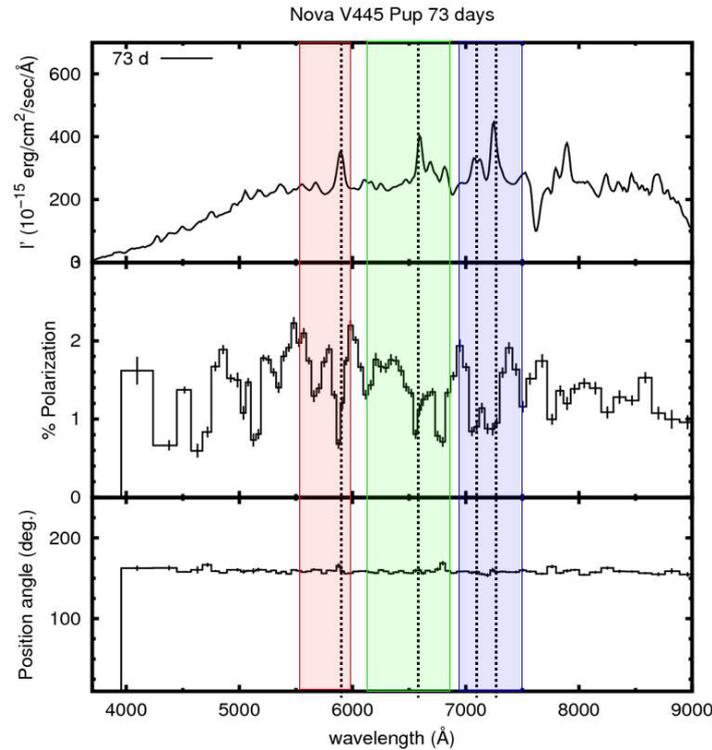


図 3.3: 選択した強い輝線周りの波長だ．赤色は 5500-6000 Å，緑色は 6200-6800 Å，青色は 6900-7500 Å．

図 3.3 の各領域の色は図 3.4 のプロットの色に対応する．これを見ると、ある一軸上に分布し、輝線が卓越している波長に近い点は左上に、連続光成分が卓越している波長に近い点は右下に集中した．

輝線部分の偏光度は新星固有の偏光が含まれないと考えているため、この偏光度はそのまま星間偏光の偏光度と考えられる．この結果より、星間偏光度は $\theta \sim 160^\circ$ の方向に $\sim 0.6\%$ と見積もった．

Heiles の偏光マップ [?] では大局的にその方向の偏光の傾向を見ることができる．図 3.5 に V445 Pup の方向の赤経赤緯 $\pm 20^\circ$ の方向に存在し、かつ地球から 6-10 kpc の場所に存在する星に対して見積もられた星間偏光マップである．この距離は、Woudt. et al.(2009) において、V445 Pup までの距離が $8.2 \pm 0.3 \text{ kpc}$ と見積もられており [8]、この距離よりもやや広めに範囲を広げたものを採用している．V445 Pup までの星間偏光は中抜きの水色の丸に示してある．これを見ると、

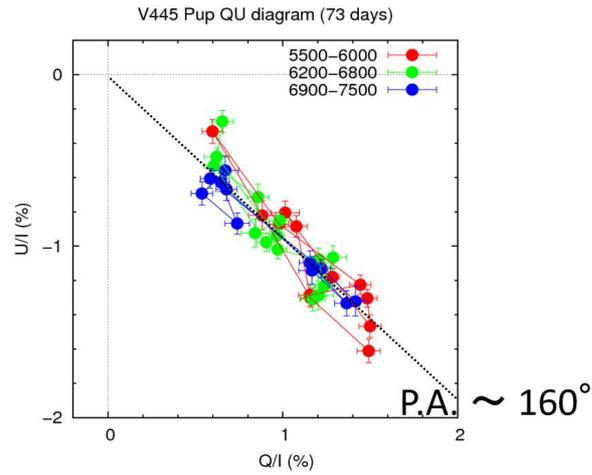


図 3.4: 73 日目における QU 平面プロット．各色は図 3.3 の波長域の色に対応する．偏光は 160° の方位角に揃っていることが分かった．

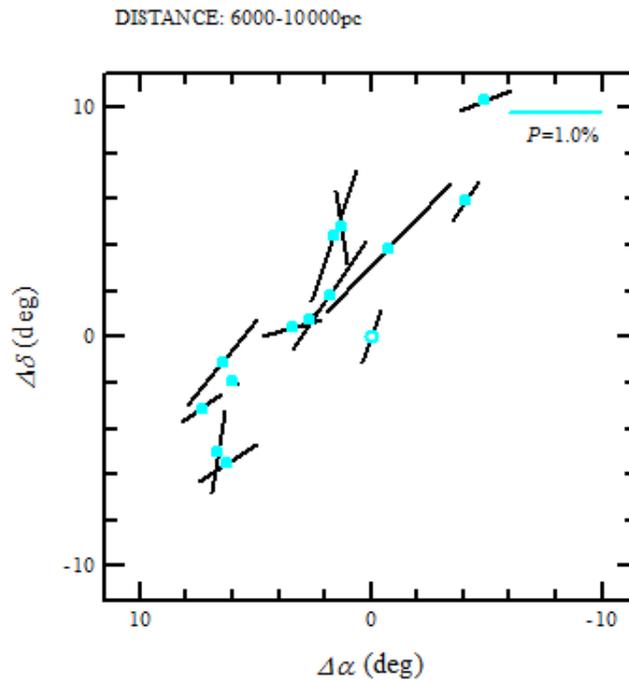


図 3.5: V445 Pup 周辺の星間偏光マップ．中心の中抜きの水色の丸が V445 Pup の位置で，角度と偏光度の大きさは今回見積もった星間偏光 $P \sim 0.6\%$ ， $\theta \sim 160^\circ$ である．その他の水色の丸は見かけ上 V445 Pup の近くにあり，かつ距離が 6-10 kpc にあると分かっている星に対して見積もられた星間偏光である．

今回見積もった偏光度は、その周辺の星間偏光の傾向に対して大きく外れていないことが分かる。

3.1.3 爆発前後の星周構造の推定

図 3.4 の結果で、連続光成分が卓越する部分が集中する右下は、星間偏光と新星固有の偏光が合わさったものである。この値は $\theta \sim 160^\circ$ の方向に $\sim 1.3\%$ である。これらは §2.1.1 で述べたようにベクトル的に扱うことができるため、新星固有の偏光は $\theta \sim 160^\circ$ の方向に $\sim 0.7\%$ である。

連続光成分の偏光は新星の疑似光球部分からの散乱光が由来であると考えられるため、これから疑似光球の形状を考察できる。すなわち、図 3.6 のように、疑似光球は北から $\theta \sim 70^\circ$ の方向に偏平した形状であると示唆される。§1.4.3 の高空間分解撮像で見られた極端な双極風は北から 66°

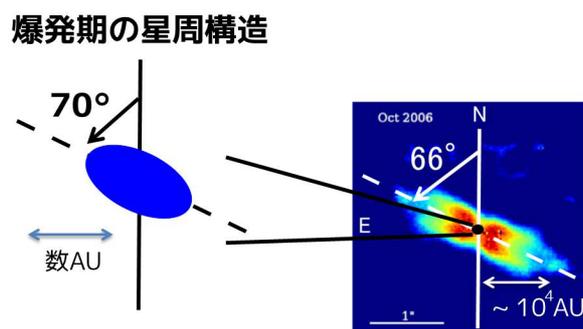


図 3.6: 発見後 73 日目の疑似光球の形状の推定。北から東に $\sim 70^\circ$ の方向に疑似光球（青色）が偏平していると示唆される。

の方向に伸びており、今回の偏光分光観測で得られた疑似光球の偏平方向とほぼ一致している。これから、極端な双極風の原因として、偏平した疑似光球の存在が示唆される。

一方、典型的な偏光パターンと異なる 11 日目についても、同様の波長域で QU 平面上にプロットした（図 3.7）。この結果を見ると、図 3.4 で見られた $\theta \sim 160^\circ$ の方向性を保ったまま、左上 $\theta \sim 60^\circ$ の方向にシフトしているように見える。これは、連続光成分と輝線成分を同一方向に散乱させる物質が、北から $\sim 150^\circ$ の方向に存在すると解釈できる。この方向は極にほぼ垂直な方向、つまり白色矮星の赤道方面であるため、この散乱体は伴星のガスが、白色矮星側ではなく、外側に放出された場合に存在しうる星周トーラスと考えられる（図 3.8）。これより、11 日目までは爆発前から存在していた星周トーラスによる散乱が観測されていたが、星周トーラスは爆風により消失していったため、34 日目以降はこの星周トーラスによる散乱が観測されなかったと推定した（図 3.9）。

3.2 爆発後の静穏期における観測

3.2.1 観測結果

爆発後の静穏期における測光観測から得た光度曲線を図 3.10 に示す。これから、最近はいずれ

Goranskij. et al.(2010) で測定した比較星の等級の誤差が大きいため，

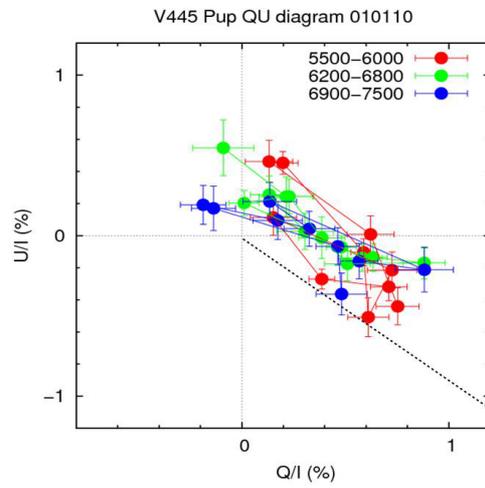


図 3.7: 11 日目における各波長域の QU 平面プロット

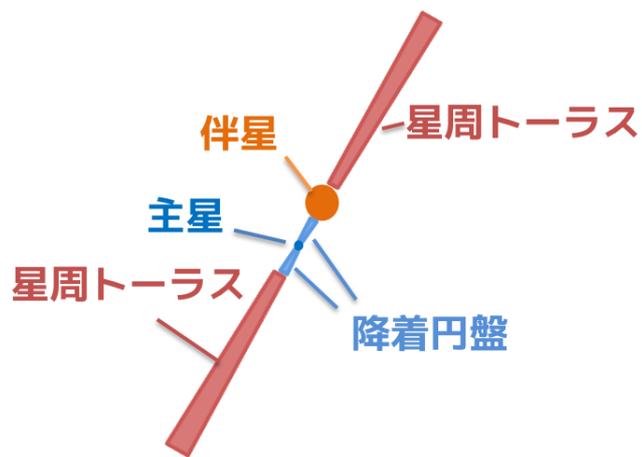


図 3.8: 爆発前の星周構造の推定．北から東に $\sim 160^\circ$ の方向に，降着円盤（中心の水色の円盤）よりも大規模な星周トーラス（茶色）が存在する可能性を示唆した．

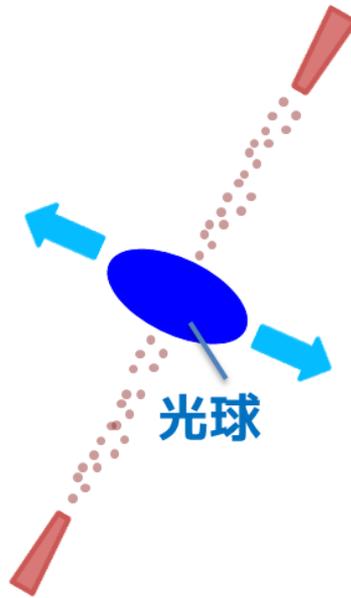


図 3.9: 爆発後の星周構造の推定．北から東に $\sim 70^\circ$ の方向に偏平した疑似光球（青色）とその外側の wind 領域からの放射両方の光を散乱した星周トーラス（茶色）は徐々に破壊されていったと考えられる．11 日目までは星周トーラスによる散乱が観測されたが，34 日目以降はこの偏光が観測されないまで星周トーラスが消失したと考えられる．

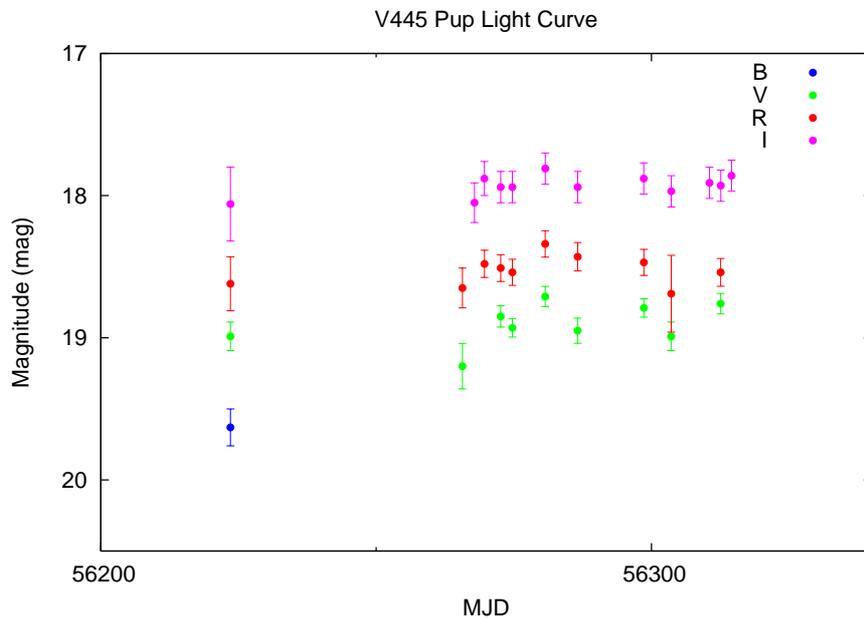


図 3.10: すばる望遠鏡とかなた望遠鏡で取得した，爆発後の静穏期の光度変化．MJD56200 が 2012 年 9 月 30 日，56300 が 2013 年 1 月 8 日に対応．

のバンドでも大きな変光はなく， B バンドは19.6等， V バンドは19.0等， R バンドは18.5等， I バンドは18.0等程度の明るさであることが分かった． V においては，現在も爆発前より約4.5等暗いことが分かる．そこで，この放射の由来について考察する．

Kato et al.(2008) より，伴星のヘリウム星は，表面温度がおよそ34,000度のO9型星と示唆されている [5]．表面温度は色指数 (color index) を調べることにより推定することができる．色温度は，各バンドの絶対等級の差から求めた．観測された等級から絶対等級に変換する場合は式3.2を用いる．

$$m_V - M_V = A_V - 5 \log D_{10}. \quad (3.2)$$

ここで m は観測された等級， M は絶対等級である． A_V は減光量で，星間物質による減光量で，これは Iijima and Nakanishi(2008) で見積もられた色超過 $E(B - V) \sim 0.51$ mag を用い [3]，

$$A_V = R_V \times E(B - V) \quad (3.3)$$

から A_V を求めた． R_V は比例係数で，天の銀河の典型値である3.1という値を用いた．他バンドにおける比例係数は， $R_V = 3.1$ であるときの $A(\lambda)/A(V)$ を計算した Cardelli et al.(1989) の値を用いた [18]． B ， R ， I バンドにおける $A(\lambda)/A(V)$ の値はそれぞれ，1.337，0.751，0.479 であり，これらに3.1を掛けて， B ， R ， I バンドの比例係数は4.1，2.3，1.5という値になる． D_{10} は10 pc 当たりの距離である．距離は Woudt et al.(2009) によって 8.2 ± 0.3 kpc と見積もられている数値を採用した．これから求めた色指数の日ごとの変化を図3.11に示した．色指数は一か月程度の

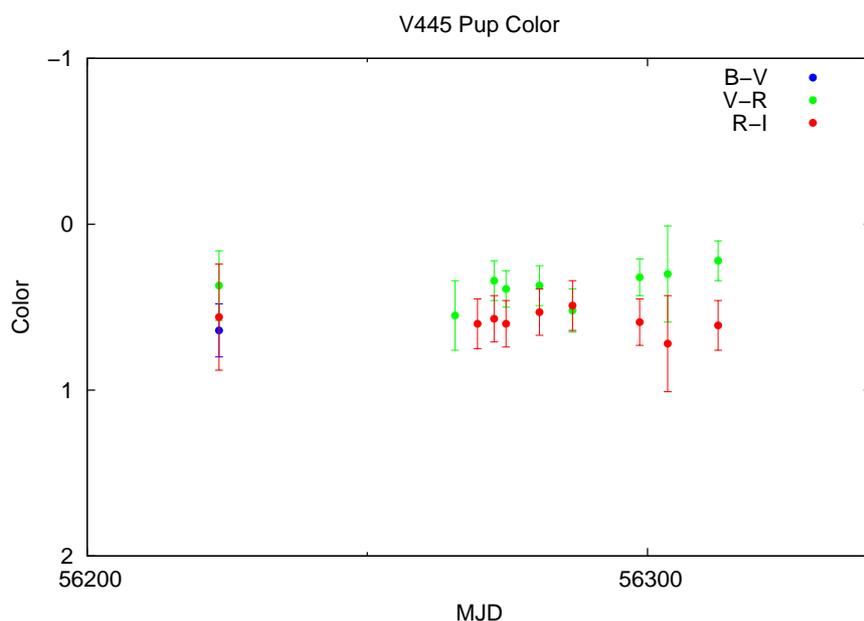


図 3.11: 爆発後の静穏期の色指数．

スケールではほとんど変化せず， $\langle B - V \rangle \sim 0.10$ ， $\langle V - R \rangle \sim -0.022$ ， $\langle R - I \rangle \sim 0.16$ という値から，その放射領域の温度は8000-10000度であることが分かった．これは放射源が主系列星であ

れば，A0~A5 型星に相当する [19]．これは，Kato et al(2008) 予想される伴星よりも温度が低いという結果になるが，そもそも約 4.5 等も暗いため，直接の比較がどれだけの意味を持つのかは不明である．

続いて，分光観測結果を図 3.12 に示す．酸素の禁制線が際立って卓越しており，続いてヘリウ

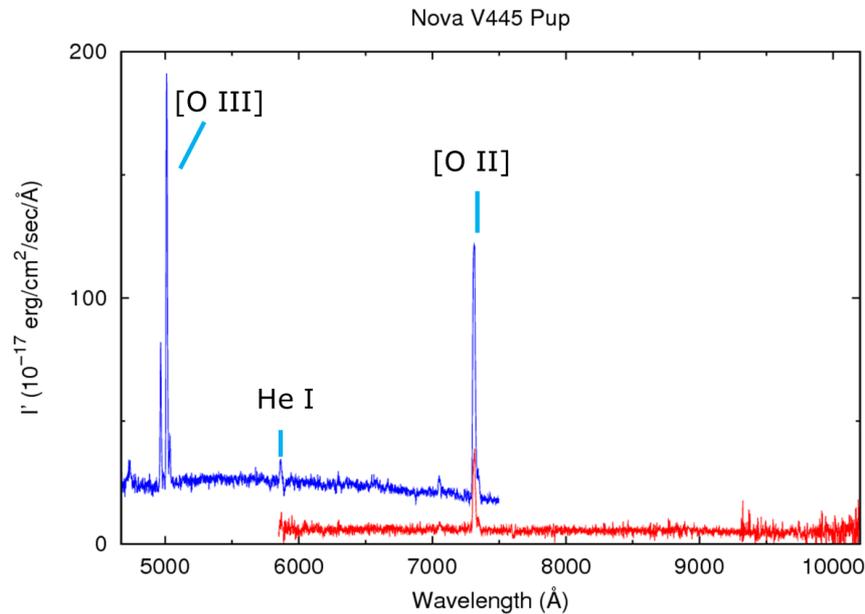


図 3.12: すばる望遠鏡で取得した分光結果．強い禁制線が卓越している．

ムが強く見える．そして吸収線がほぼ見えないことから，この連星系には密度の薄い高温の領域があるものと考えられる．このスペクトルにも，やはり水素は確認できない．

3.2.2 爆発前との比較

Goranskij et al.(2010) では，爆発前の V445 Pup の明るさを調査し，その光度変化に，約 ± 0.5 等の幅を持ち，約 0.65 日の周期性があることを示唆した (図 3.13) [7]．これは降着円盤上のホットスポットによる光度変化と提案されている．

爆発後の静穏期に関しても同様の周期性があるかどうかを調べた．この周期性の考察は，今回最も測定点の多い *I* バンドに対して行った．図 3.10 で示した測光データでは，周期をより正確に見出すために，誤差が小さいままである IRAF 上の等級を用いる．各比較星は光度変化しないものと考えており，天体 (obj) 比較星 1 (c1) の差の光度変化を追うことにする (図 3.14)．このデータに対して，Goranskij et al.(2010) らが示唆した約 0.65 日という周期で折り畳んだものが図 3.15 である．これを見ると，爆発前に見られていた周期性は，現在では見られないと言える．

さらに，Goranskij et al.(2010) によれば，爆発前の可視から近赤外にわたる SED (Spectral Energy Distribution) から，放射源は A0 型星に対応する表面温度を持つことを示唆しており，現在の爆発後の静穏期で見られた温度と一致している．このように，表面温度は同じままで，明る

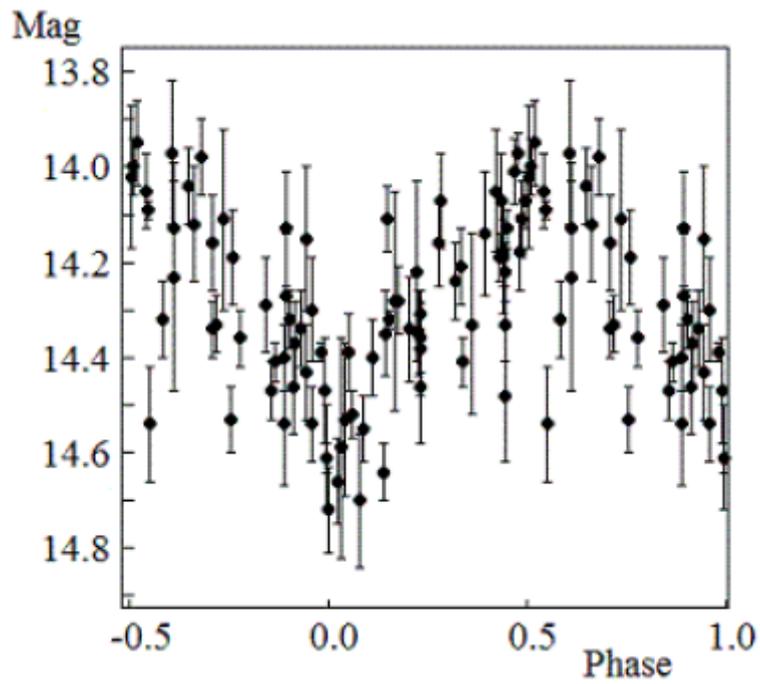


図 3.13: Goranskij. et al.(2010) で示唆された, 爆発前の V445 Pup の約 0.65 日周期の光度変化 [7]

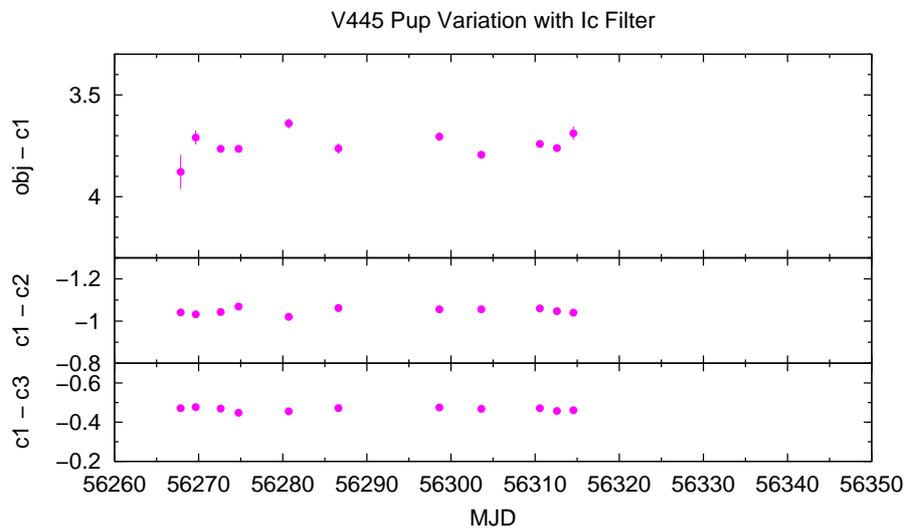


図 3.14: 目標天体と比較星 1 の I バンドの相対等級変化. 下二段は比較星がそれぞれ光度変化していないことを示すために掲載した.

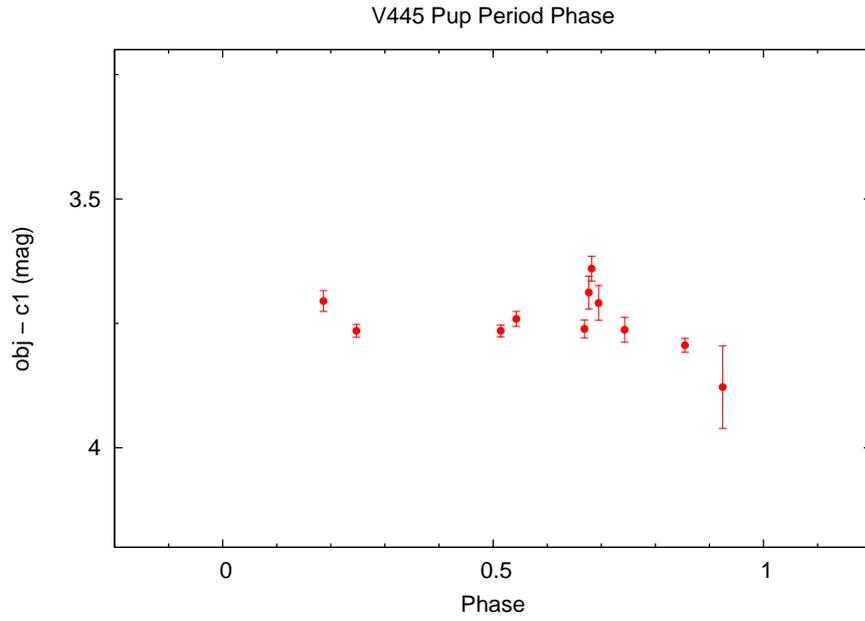


図 3.15: 光度曲線を周期約 0.65 日であるとして折り畳んだもの .

さが約 4.5 等小さくなっているのは今回の観測からは説明できず, Goranskij et al.(2010) が示した周期性とは相反する結果となった .

以上から, 現在の静穏期では, 連星系は分厚いガスのような物質に隠されている可能性が考えられる (図 3.16) .

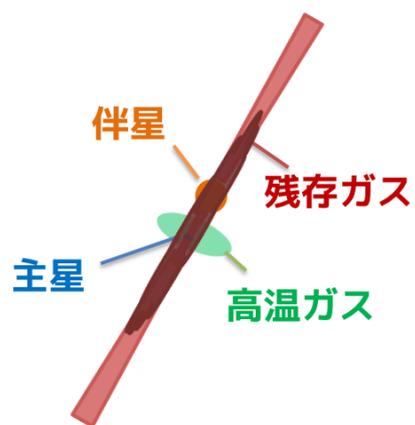


図 3.16: 静穏期の連星系モデル．連星系の手前に，白色矮星赤道方向に残存する非常に低速な物質により，連星系が隠されている可能性を示唆した．ひろがった高温ガスはあまり隠されていないが，主星や伴星をほとんど隠している．

第4章 まとめ

我々は、過去唯一と言われるヘリウム新星 V445 Pup に対して、爆発期における可視偏光分光観測で星周構造の推定を行い、爆発後の静穏期に対して可視測光・分光観測で連星系パラメータに迫った。古典新星に対する偏光観測は稀であり、V445 Pup 偏光分光観測は、我々の観測が唯一の例である。

偏光分光観測では、輝線部で消偏光効果が見られたことから、連続光成分が偏光している、すなわち疑似光球の非球対称性があることが分かった。

輝線まわりの偏光度の振る舞いから星間偏光を見積もり、疑似光球が北から東 77° の方向に偏平していることを推定した。この疑似光球の偏平方向は、4 年後に高空間分解撮像で見られる極端な双極風の方角と一致しており、この双極風が生じる原因の一つとして示唆される。また、爆発後 11 日目に見られた特異な偏光から、少なくとも 11 日目までは、爆発前から存在していた降着円盤がまだ残っていたことを推定した。爆発後 34 日目までにこの降着円盤は爆風によって吹き飛ばされたと考えられる。さらに、時おり 90° 反転していたことがあった。これは、形状は相似のまま密度変化があったことで説明可能である。

また、爆発後の静穏期の測光観測からは、爆発前と同じ温度であるにもかかわらず、爆発前に比べて約 4-5 等暗い状態が続いていることが分かった。また分光観測から、酸素の禁制線が卓越していることから、この放射領域には、比較的希薄で高温な領域が存在することが分かった。また、爆発前に存在したとされる光度変化の周期性は、我々の観測からは得られなかった。もし、爆発による放出大気で、連星系がまだ隠されているとすると、周期性が消えてしまうほど分厚い大気であると考えられる。それが晴れるのが何年後になるかはよく分からない。

謝辞

指導教官である川端先生，深沢先生には大変お世話になりました．スタッフの方々にはご迷惑も多くお掛けてしまいましたが，それでも最後まで大変素晴らしいご指導をしていただき，厚くお礼を申し上げます．本当にありがとうございました．

参考文献

- [1] Hachisu, I. & Kato, M. 2006, ApJS, 167, 59, “Stellar wind during helium nova outburst”
- [2] Williams, R. E. 1992, AJ, 104, 724, “The formation of novae spectra”
- [3] Iijima, T. & Nakanishi, H. 2008, A&A, 482, 865, “Spectroscopic observations of the first helium nova V445 Puppis”
- [4] Kato, M. & Saio, H. & Hachisu, I. 1989, ApJ, 340, 509, “Stellar wind during helium nova outburst”
- [5] Kato, M. & Hachisu, I. & Kiyota, S. & Saio, H. 2008, ApJ, 684, 1366, “The Expanding Bipolar Shell of the Helium Nova V445 Puppis”
- [6] Ashok, N. M. & Banerjee, D. P. K. 2003, A&A, 409, 1007, “The enigmatic outburst of V445 Puppis - A possible helium nova?”
- [7] Goranskij, V. et al. 2010, Peremennye Zvezdy, 30, 4, “The Progenitor and Remnant of the Helium Nova V445 Puppis”
- [8] Woudt, P. A. et al. 2009, ApJ, 706, 738, “The Expanding Bipolar Shell of the Helium Nova V445 Puppis”
- [9] 国立天文台 岡山天体物理観測所
<http://www.oao.nao.ac.jp/>
- [10] Koji S. Kawabata. et al. 1999, PASP, 111, 898, “A New Spectropolarimeter at the Dodaira Observatory”
- [11] 川端 弘治, 平方 伸之, 秋田谷 洋, 池田 優二著「HBS データ整約マニュアル ver. 2.10」
- [12] 川端哲也「美星天文台 101cm 望遠鏡 IRAF による分光データ整約のすすめ」第 1.0 版 2005.
<http://www.bao.go.jp/koubo/manual/irafspbao0505.pdf>
- [13] すばる望遠鏡
http://www.naoj.org/j_index.html
- [14] HOWPol
<http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/howpol/>

- [15] 奥嶋 貴子 2012 年度修論「IIb 型超新星 SN 2010gi の可視測光分光観測に基づく研究」(広島大学)
- [16] Serkowski, K. Mathewson, D. S. Ford, V. L. 1975, ApJ, 196, 261, “Wavelength dependence of interstellar polarization and ratio of total to selective extinction”
- [17] Heiles, Carl. 2000, AJ, 119, 923, “9286 Stars: An Agglomeration of Stellar Polarization Catalogs”
- [18] Cardelli. Clayton. and Mathis. 1989, ApJ, 345, 245, “9286 Stars: An Agglomeration of Stellar Polarization Catalogs”
- [19] Arthur N. Cox Editor“ALLEN’S ASTROPHYSICAL QUANTITIES FORTH EDITION”