古典新星V445 Puppisの長期間観測に基づく 親星と星周構造に関する研究

広島大学 大学院 理学研究科 物理科学専攻 高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M183084 高木健吾

主查:川端弘治 副查:石川健一

2020年02月07日 提出

概 要

フェルミ縮退した炭素・酸素を主成分とする白色矮星を主星とし、主系列星または巨星を伴星とする近接連 星系において、伴星のガスが主星表面へ徐々に堆積し、やがて熱核反応が発生して暴走的に進行すること で、主星表面を吹き飛ばし、明るく輝く現象を古典新星と呼んでいる。V445 Pup は、2000 年 12 月に発見 された古典新星であるが、その可視光スペクトルが水素欠乏・ヘリウム過多な特徴を持っていたことから、 伴星がヘリウム星であるヘリウム新星の候補として同定された。ヘリウム新星は、Ia 型超新星の親星の候 補の一つであり、Ia 型超新星の進化を紐解く重要な天体と考えられるが、V445 Pup 以外には見つかって いないことや、V445 Pup においても伴星がヘリウム星であることの直接の確認は未だなされていないな ど、不明な点が多い。我々は、広島大学宇宙科学センターの口径 1.5m かなた望遠鏡を用いて、2012 年よ り V445 Pup の可視光・近赤外線域の継続的観測を実施した。新星爆発から 12 年が経過した 2012 年の時 点で、可視 V バンドの等級は爆発前よりもまだ 4 等級以上暗く (明るさ 40 分の 1 以下)、連星系が 2000 年の新星爆発によって生成された星周ダスト雲によって遮蔽されていることが予想された。その後、2019 年にかけて、可視 V, R バンドでは 2 等級近い増光を示したが、近赤外 J H,Ks バンドでは増光が小さい か、むしろ減光している様子がみられ、爆発前からの減光量は波長に対してほぼフラットとなる傾向が得ら れた。これは、波長が短い光ほどより大きな減光を受けるというダスト雲の一般的な特徴と異なっており、 最近の可視光の増光が必ずしも単純なダスト雲の膨張に伴う晴れ上がりによるものではないことが示唆さ れる。可視スペクトルでは、幅の狭い中性ヘリウム等の輝線を伴う連続光が見えているものの、ヘリウム星 の確たる証拠は得られていない。これらのことから、ダスト雲は依然として光学的に厚く、ヘリウム星本体 は隠されたままで、ダスト雲の端で散乱されたヘリウム星周辺の光が見えているのではないかと推論する。 これが正しいとすると、連続光が強く偏光している可能性があり、現状の減光状態がしばらく続いた場合で も、口径 8-10m クラスの望遠鏡を用いて偏光スペクトルを取得すれば、ヘリウム星の直接的な証拠が得ら れる可能性がある。

目 次

| 第1章 | 序論 | 6 |
|---------------------|--|-----------|
| 1.1 | 古典新星 | 6 |
| | 1.1.1 古典新星の光度曲線 | 6 |
| | 1.1.2 古典新星のスペクトル進化 | 7 |
| 1.2 | ヘリウム新星 V445 Puppis | 9 |
| | 1.2.1 V445 Puppis の光度曲線 | 10 |
| | 1.2.2 V445 Puppis のスペクトル | 10 |
| | 1.2.3 爆発期の偏光分光観測 | 10 |
| | 1.2.4 V445 Pupppis の爆発モデルと親星の連星系 | 12 |
| 1.3 | 本研究の目的 | 14 |
| 釣り音 | 毎週代社と留伝 | 15 |
| <i>和 4 早</i> 9 1 | 観測テムと評例 V145 Puppigの観測 | 15 |
| 2.1 | | 15 |
| 2.2 | 第四面八人口がなた主述號・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・ | 15 |
| | 2.2.1 HOWIG | 15 |
| 2.3 | <u>データリダクション</u> | 16 |
| 2.0 | 2.3.1 1次処理 | 16 |
| | 2.3.2 測光方法 | 17 |
| | 2.3.3 偏光測定 | 19 |
| | | |
| 第3章 | 結果・考察 | 22 |
| 3.1 | 爆発後後期の観測特性 ・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・ | 22 |
| | 3.1.1 光度曲線 | 22 |
| | 3.1.2 爆発前と爆発後静穏期での等級差・カラー差 | 23 |
| | 3.1.3 観測された偏光特性 | 25 |
| 3.2 | 星周ダストモデル | 25 |
| 3.3 | 分光観測結果 | 26 |
| | 3.3.1 2012 年の分光結果との比較 | 26 |
| | 3.3.2 恒星との比較 1 | 28 |
| 3.4 | V445 Puppis 連星系は本当にヘリウム星を含むのか | 28 |
| 第4章 | 結論 | 30 |

| 付 | 録 A | 補遺:京都大学せいめい望遠鏡用高速撮像分光器の光学設計 | 31 |
|---|------------|--|-----------|
| | A.1 | 概要 | 31 |
| | | A.1.1 京都大学せいめい望遠鏡 | 31 |
| | | A.1.2 ナスミス焦点装置切替機 | 31 |
| | A.2 | 高速撮像分光器のサイエンスと要求仕様 | 32 |
| | | A.2.1 高速撮像分光器のサイエンス | 32 |
| | | A.2.2 要求仕様 | 34 |
| | A.3 | 初期光学設計案とその改良方針.................................... | 34 |
| | | A.3.1 光学パラメータの変更 | 39 |
| | | A.3.2 公差解析結果 | 40 |
| | | A.3.3 まとめと今後 | 40 |
| 付 | 録 B | 補遺:IceCube 対応天体に対する Fermi 望遠鏡即時解析 | 42 |
| | B.1 | 概要 | 42 |
| | | B.1.1 IceCube ニュートリノ観測所 | 42 |
| | | B.1.2 Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡 | 42 |
| | | B.1.3 目的 | 42 |
| | B.2 | IceCube 即時解析用プログラム | 42 |
| | | B.2.1 使い方 | 42 |
| | B.3 | まとめと今後 | 44 |

図目次

| 1.1 | 古典新星の連星系 ©NASA | 6 |
|------|---|----|
| 1.2 | 古典新星の典型的な光度曲線 [7] | 7 |
| 1.3 | 白色矮星の質量の違いによる減光の速度の違い [3] | 8 |
| 1.4 | 新星の理論光度曲線(重元素が多い時)[3] | 8 |
| 1.5 | 新星の理論光度曲線(重元素が少ない時)[3] | 8 |
| 1.6 | HOWPol で撮像された V445 Puppis | 9 |
| 1.7 | V445 Puppis の爆発の 6 年前から 1 年後までの光度曲線 [5] | 10 |
| 1.8 | 爆発直後の減光期に取得された V445 Puppis の中分散スペクトル [4] | 11 |
| 1.9 | 爆発直後の減光期に取得した V445 Puppis の高分散スペクトル [4] | 11 |
| 1.10 | 2000 年に行われた偏光分光観測の結果 [7] | 12 |
| 1.11 | 偏光分光結果の輝線から得られた偏光結果 (爆発から 73 日時点)[7] | |
| | 横軸, 縦軸はそれぞれ偏光のストークスパラメータで直線偏光を表す Q,U である。 | 13 |
| 1.12 | 偏光分光結果の輝線から得られた偏光結果 (爆発から 11 日時点)[7] | 13 |
| 1.13 | 偏光分光から得られる結果と AO 観測によって得られた爆発の形状の比較 [7] | 13 |
| 0.1 | | 15 |
| 2.1 | | 15 |
| 2.2 | | 10 |
| 2.3 | V445 Puppls と今回用いた比較重 | 18 |
| 2.4 | | 19 |
| 2.5 | Rハントに対 9 る凹転角度の波長依存性 | 21 |
| 3.1 | V445 Puppis の光度変化 | 22 |
| 3.2 | 爆発前後の星周のダスト変化 | 23 |
| 3.3 | 各バンドごとの爆発前後の等級差.................................... | 23 |
| 3.4 | 一般的なダストによる減光量を表したグラフ [11] | 24 |
| 3.5 | 雲の端モデルの概要図 | 24 |
| 3.6 | 偏光結果の時間変化 | 25 |
| 3.7 | シリコンの断面積係数 | 26 |
| 3.8 | すすの断面積係数 | 26 |
| 3.9 | HOWPol で取得した分光画像 | 27 |
| 3.10 | 分光観測から得られたスペクトル | 27 |
| 3.11 | 分光観測から得られたスペクトル | 28 |
| | | |
| A.1 | せいめい望遠鏡 [14] | 31 |

| A.2 | 小型装置フランジ [15] | 33 |
|------|--|----|
| A.3 | 大型装置フランジ [15] | 33 |
| A.4 | B バンドの YZ CMi のフレアの観測 [16] | 34 |
| A.5 | 高速撮像分光器の概念設計図 [13] | 34 |
| A.6 | 高速撮像分光器の光学系と分光の様子 [13] | 35 |
| A.7 | 光学系配置案 A の小型装置取り付けフランジ搭載時の外観図 [13] | 36 |
| A.8 | 光学系配置案 A の小型装置取り付けフランジ搭載時の外観図 [13] | 36 |
| A.9 | 光学系配置案 A でのスポットダイアグラム | 36 |
| A.10 | 光学系配置案 B でのスポットダイアグラム | 36 |
| A.11 | 結像性能と製造確率 (均一分布) | 37 |
| A.12 | 公差による良像範囲での RMS スポット半径の変化 | 37 |
| A.13 | 視野中心での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 | 38 |
| A.14 | 良像視野端での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 | 38 |
| A.15 | 結像性能と製造確率 (均一分布) | 38 |
| A.16 | 公差による良像範囲での RMS スポット半径の変化 | 38 |
| A.17 | 視野中心での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 | 39 |
| A.18 | 良像視野端での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 | 39 |
| A.19 | 光学系配置案 B の松場氏修論時のレンズデータエディタ | 39 |
| A.20 | 光学系配置案 B の変更後のレンズデータエディタ | 39 |
| A.21 | 改定後の光学配置のスポットダイアグラム | 40 |
| A.22 | 波長と RMS スポット半径 | 40 |
| A.23 | 結像性能と製造確率 (均一分布) | 41 |
| A.24 | 公差による良像範囲での RMS スポット半径の変化 | 41 |
| A.25 | 視野中心での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 | 41 |
| A.26 | 良像視野端での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 | 41 |
| B.1 | config file の要素 | 43 |
| B.2 | config file の例 | 43 |

表目次

| 1.1 | 新星の光度曲線のクラス分け [7] | |
|-----|--|----|
| | t ₂ は極大等級から 2 等減光するまでの日数を表している................... | 7 |
| 2.1 | 比較星の等級 | |
| | 可視光 (B, V, R, I) は Goranskij et al. (2010) | |
| | 近赤外線 (J, H,Ks) は 2MASS catalog より参照した | 19 |
| 2.2 | ワイヤーグリッド星のカタログ値 | 20 |
| 2.3 | 偏光能率の波長依存性.................................... | 20 |
| 2.4 | 強偏光標準星のカタログ値 [9] | 20 |
| 2.5 | 器械偏光方位角のオフセット角の波長依存性 | 21 |
| 3.1 | V445 Pup のスペクトルの flux 値 | 27 |
| A.1 | せいめい望遠鏡データ [15] | 32 |
| A.2 | せいめい望遠鏡に搭載予定の装置一覧 [15] | 32 |
| A.3 | 高速撮像分光器の概念設計仕様 [13] | 35 |
| | | |

第1章 序論

1.1 古典新星

新星は何もないところに突然明るい星が現れることから名付けられた天体現象である。白色矮星を主星 とし、主系列星ないし赤色巨星を伴星とする近接連星系において、伴星からのガスが白色矮星に降り積も り、ある質量や温度に達した時に起こる水素の熱核暴走反応によって明るく光ると考えられている。

新星爆発現象は、質量降着率と主星の質量に応じて 1000 年から数 100 万年程度のタイムスケールで繰り 返されると考えられている。人類史の中で 2 回以上新星爆発を繰り返したものを「反復新星」と呼び、そ れよりも長く人類史で 1 回しか爆発現象を起こしていないものを「古典新星」と呼ぶ。



図 1.1: 古典新星の連星系 @NASA

1.1.1 古典新星の光度曲線

古典新星の典型的な光度曲線を図 1.2 に示す。古典新星は進化の段階ごとに pre-nova stage, initial rise, pre-maximum halt, final rise and maximum, early decline and transition, final decline and post-nova の フェーズに分けられる。

まず、pre-nova stage は伴星からのガスが白色矮星に降り積もっていく段階である。徐々に白色矮星表面に蓄積するガスの量が増えていき、 $10^{-6} - 10^{-4}M_{\odot}$ になると、表面のガスの底殻で核燃焼が起こる。一度核燃焼が始まると、表面の縮退したガスが膨張しないために、温度が下がらず核反応が起こり続ける(熱核暴走反応)。この反応によってガス層の中で対流が起こり、外層があまり膨張しないまま温度が上昇を続け、光度も大きくなっていく。Initial rise では質量の放出が始まり、数時間から数日程度の pre-maximum halt という停滞が見られるものもある。この時に新星では放出されたガスによる光学的に厚い擬似光球と光学的に薄い新星風を形成する。放出されたガスが外側から順に透明になり、擬似光球内部の高温部分が見えるために可視光において最大等級となる。質量が放出され続け、徐々に擬似光球が小さくなり、核燃焼が終わるとゆっくり減光し、元の光度になる。典型的な古典新星では核燃焼のはじめから可視光のピークまで



図 1.2: 古典新星の典型的な光度曲線 [7]

が数日程度、その後減光して暗くなるまでに数ヶ月から数年程度かかる。

また、新星は減光の速さによって表 1.1 のようにクラス分けされている。Hachisu & Kato (2006) 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ると考えられている。新星風理論を用いて白色矮星 の質量を変えた時の光度曲線が図 1.3 である。これによると、白色矮星が重いほど減光が早いことを示して いる。これは白色矮星の質量が大きいと不安定核反応が始まる水素ガスの質量が小さく、光度のピーク時 に放出されるガスの質量も小さいために、新星風でガスがすぐに吹き飛ばされてしまうためである。また、 減光の速さにガスの元素組成が関係しているのは新星風の強さが関係しているからである。新星風は、星 表面のガスの底からの放射が吸収されてガスを加熱し、かつ運動量を受け取ることによって起こる。重元 素が多いほど吸収される割合が大きいために新星の減光は速い。図 1.4, 図 1.5 はそれぞれ重元素が多い時、 少ない時それぞれの理論光度曲線を表している。

| Speed class | t_2 | $dV/dt (magday^{-1})$ |
|-----------------|-----------|-----------------------|
| 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 |

表 1.1: 新星の光度曲線のクラス分け [7]t2 は極大等級から 2 等減光するまでの日数を表している

1.1.2 古典新星のスペクトル進化

新星のスペクトルは、観測される元素の種類や輝線が時間と共に変化する。新星のスペクトルの初期の 研究は McLaughlin や Payne-Gaposchkin によって行われた。McLaughlin は観測的な特徴を用いて 1942 年 に新星の進化段階について定義し、1944 年に新星爆発の典型的なスペクトルの分類を行なった。そこでは、 極大前、極大中、極大後のスペクトルについて述べられている。それらについてここでは紹介する。

まず、新星爆発を起こす前の段階は暗いために精度のよい分光観測がほとんど行われていない。数例の分



図 1.3: 白色矮星の質量の違いによる減光の速度の違い [3]



図 1.4: 新星の理論光度曲線(重元素が多い時)[3] 図 1.5: 新星の理論光度曲線(重元素が少ない時)[3]

光観測が行われた結果では、少なくとも H や HeII の輝線はなく、連続的なスペクトルを示している。

極大前の増光している段階では、連続光と青方偏移した吸収線が一般的に見られている。しかしいくつ かの新星では、弱く淡い水素の輝線が見られることがあるが、輝線はほぼ見えない。観測される元素は C, N, O が多い。

極大付近になると強い吸収線が見られるようになり、超巨星である A 型星や F 型星に似た特徴が見られ る。吸収線は依然として青方偏移をしている。輝線が見え始め、P Cygni プロファイルを伴った H, CaII, NaII, FeII の輝線が見えるようになる。

Fast Novae では極大から数時間後に、Slow Nonae では数日後にさらに新しく強い吸収線が現れる。この極大後に現れるスペクトルは"principle spectrum"と呼ばれる。極大付近で発生した吸収線や P Cygni プロファイルもあるために、混み合った複雑なスペクトルが観測される。その後、O の禁制線も観測される。

極大から 1.5 等暗くなると、H, CaII, MgII だけでなく、FeII, NaI の強いラインも現れる。また、Slow Novae では TiII や CrII などのイオン化した金属のラインも見える。この時期には"principle spectrum"よ りも混み合ったスペクトルが観測される。さらに、極大から 2 等暗くなるとそれまで強かったラインが弱 くなる。

その後、HeI,OII,NII,CII などの輝線が現る"Orion spectrum"という状態になる。H や CaII は励起状 態にあるために輝線は長い間残っている。"Orion spectrum"の終盤になると OIII や NeIII の輝線がみえ る"Nebular Stage"になる。重い元素が電離化することで鉄のスペクトルが観測されることもある。

この"Nebular Stage"が終わると新星爆発の前の状態に戻り、元の明るさになるが、膨張・分離したガス シェル由来の輝線が見えるようになってくる。

1.2 ヘリウム新星 V445 Puppis

V445 Puppis は 2000 年 12 月 30 日に金津和義氏によって発見された古典新星である (図 1.2)。この天体 は発見直後から多くの分光観測が行われた。それらの結果から、典型的な新星で見られる水素の輝線が全 く検出されず、過多なヘリウムが検出されたことがわかっている。この結果から V445 Puppis が Kato et al. (1989)[2] で理論的に予測されていた初めてのヘリウム新星と考えられている。



図 1.6: HOWPol で撮像された V445 Puppis

1.2.1 V445 Puppis の光度曲線

Ashok et al. (2003)[5] による爆発 6 年前から 1 年後までの V445 Puppis の光度曲線を図 1.7 で表している。爆発による増光がいつ起こったのかということは正確には定まっていないが、約 8ヶ月で 3 等程度暗くなっているという減光の遅さから、Slow nava に分類される。また、可視光が暗くなったのと同時期に、赤外線で明るくなったことから、濃いダスト雲が形成され、連星系が隠されてたと考えられている。爆発後 19 年経過した現在でも爆発前よりも暗い状態が続いている。そのため、伴星がヘリウム星であるということを直接観測で確認することができていない。水素ガスを主体とする一般的な古典新星は減光の遅い新星ほど質量が軽いとされているが、ヘリウム新星では状況が異なり、新星風理論を用いた計算によると白色矮星は 1.37 M_{\odot} と、非常に重い質量と考えられている。



図 1.7: V445 Puppis の爆発の6年前から1年後までの光度曲線 [5]

1.2.2 V445 Puppis のスペクトル

V445 Puppis は爆発初期から様々な分光観測が行われている。ここでは early decline stage における中 分散分光の結果である Iijma et al. (2008)[4] のスペクトルを挙げる (図 1.8)。この結果は水素の輝線が全く 検出されず、ヘリウムが過多に検出されている。また、P Cygni プロファイルをもつ C, Na, Fe, Ti, Mg の 強い輝線が観測されている。これらは一般的な新星では見られない。また、また、Iijma et al. (2008) は爆 発期の分光観測から、爆発による放出物質の速度がおよそ 500 kms^{-1} であることを報告しているほか、中 性ナトリウムの二重線 (図 1.9) の測定から静止系視線速度 +16.0 +/- 0.4 kms^{-1} と +73.5 +/- 1.0 kms^{-1} の 2 つの星間雲の存在を見出している

1.2.3 爆発期の偏光分光観測

爆発後には岡山天体物理観測所において偏光分光観測が行われた。その結果が図 1.10 である。佐藤氏の 修士論文 [7] では新星固有の偏光を見積もるために、スペクトルを輝線成分と連続光成分に分離した解析を 行っている。その解析結果を QU 平面に表したものが、図 1.11 である。この結果は発見から 73 日目には 北から東方向に 160 度偏光していることを表している。この偏光成分は新星の擬似光球部分からの散乱光



図 1.8: 爆発直後の減光期に取得された V445 Puppis の中分散スペクトル [4]



図 1.9: 爆発直後の減光期に取得した V445 Puppis の高分散スペクトル [4]

が由来であると考えられているために、ここから擬似光球の形状を推察することができる。その結果は図 1.13 のように擬似光球は北から $\theta \sim 70$ 度の方向に扁平していることを示している。これは補償光学を用い て行われた高空間分解撮像で見られた極端な双極風の方向 ($\theta \sim 66$ 度)(Woudt et al. 2009 [8]) にほぼ一致し ている。ここから、極端な双極風の原因として、扁平した擬似光球の存在が示唆されている。また、爆発か ら 11 日目での偏光パターン (図 1.12) は爆発から 73 日の偏光パターン (図 1.11) と異なり、偏光方位角はそ のままで $\theta \sim 60^\circ$ だけシフトしているように見える。これは 150°の方向に光を散乱する物質が存在する可 能性を示唆しており、極にほぼ垂直な方向であるために爆発前に星周トーラスが存在していたと考えられ る。爆発から 11 日以降はこの傾向が見えていないのは、爆発により星周トーラスが破壊されたことにより 散乱光が観測されなかったと推定されている。



図 1.10: 2000 年に行われた偏光分光観測の結果 [7]

1.2.4 V445 Pupppis の爆発モデルと親星の連星系

ここまで述べてきた通り、V445 Puppis は分光観測において水素の輝線が全く見えず、ヘリウムが過多 な特徴を持つ唯一の古典新星である。これは伴星の表面にあった水素外層がすでに剥ぎ取られてなくなり、 ヘリウム外層の状態でその一部が主星に降り積もり、その状態で新星爆発を起こしたためと考えられてい る。また、伴星は表面温度がおよそ 34000 度の O9 型星のヘリウム星と考えられているが (Kato et al. 2008)、爆発前の明るさよりも暗い状態が続いているために伴星がヘリウム星ということを直接的に確認するこ





図 1.11: 偏光分光結果の輝線から得られた偏光結果

(爆発から 73 日時点)[7] 横軸, 縦軸はそれぞれ偏光のストークスパラメータで 直線偏光を表す Q,U である。 図 1.12: 偏光分光結果の輝線から得られた偏光結果



図 1.13: 偏光分光から得られる結果と AO 観測によって得られた爆発の形状の比較 [7]

とができていない。爆発前よりも暗い原因として「可視光での急減光時に近赤外線で明るくなっていること からダストが生成され、連星系が隠されている」と考えられているが、必ずしもはっきりとしているわけで はない。

1.3 本研究の目的

ヘリウム新星はこれまでに例がなく、減光の原因と考えられているダストの性質がわかっていない。そこ で、本研究では長期間の光度曲線と可視近赤外線の多色撮像から得られる SED を用いてダストの性質を明 らかにすることを目的とした。それによって、連星系を構成する元素や親星の現状や進化過程を議論する。

第2章 観測手法と解析

2.1 V445 Puppisの観測

2.2 東広島天文台かなた望遠鏡

東広島天文台かなた望遠鏡 (図 2.2) は、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 口径 1.5m の可視光近赤外線望遠鏡である。この望遠鏡は以前国立天文台の三鷹キャンパス内において『赤 外線シュミレータ』という名前ですばる望遠鏡の観測装置の試験に使われていた。2006 年に観測環境や利 便性という観点から東広島市の南東の山頂に移設され、高エネルギー・突発天体の観測に用いられてきた。 望遠鏡制御装置の改良や新しい観測装置の開発が現在も進められている。



図 2.1: かなた望遠鏡

2.2.1 HOWPol

一露出型広視野撮像装置である'HOWPol' (Hiroshima One-shot Wide-Field Polarimeter) (図 2.2.1) は かなた望遠鏡のナスミス焦点に搭載されている装置の一つである。可視光域において、撮像、分光、偏光撮 像が可能である。CCD の特徴として 0.5 µm の波長域で感度がややおとり、波長 0.9µm ほどまで高い量子 効率をもつ。また光学系の透過効率が高いことから、HONIR に比べて暗い天体でも観測を行うことができ る。本研究では BVRI バンドの可視光測光撮像と可視光分光観測でのデータ取得に用いた。

2.2.2 HONIR

可視赤外線同時撮像装置である'HONIR' (Hiroshima Optical and Near-InfraRed camera) はかなた望遠 鏡のカセグレン焦点に搭載されている装置である。可視近赤外線領域において、撮像、分光、偏光撮像、偏 光分光が可能である。また、可視光と近赤外線の2バンドを同時に撮像することができる。現在は3バン ド同時撮像に向けて、センサーの開発や性能評価が行われている。本研究ではVRIJHKsバンドでの可視近 赤外線撮像、偏光撮像のデータを取得した。



⊠ 2.2: HOWPol

2.3 データリダクション

本研究ではかなた望遠鏡で得られたデータを IRAF(Image Reduction and Analysis Facility) という画像 処理ソフトウェアを用いて解析した。以下で行った解析方法の一部を紹介する。

2.3.1 1次処理

目標天体を CCD などの観測装置で得たデータを生データと呼ぶ。この生データには検出器によるノイズ や気象条件による影響を受けてしまっている。そのため、バイアス、ダーク、スカイなどのノイズを生デー タから差し引きフラット処理を行う。1次処理は可視光と近赤外線で異なる。大まかな手順を以下に記載 する。

> (可視光):オーバースキャン領域処理、バイアス引き、フラット処理 (近赤外線):オーバースキャン領域処理、ダーク引き、フラット処理、スカイ処理

オーバースキャン領域

撮像後すぐのデータはイメージの縦方向に CCD の境目がある。その領域を切り取り、分割されている 画像を一つに合成する処理をオーバースキャン領域処理と呼ぶ。IRAF で以下のコマンドを用いることでそ の処理を行うことができる。

> HOWPol(CCD):howossub HONIR(CCD):hntrimccd HONIR(Virgo):hntrimvirgo

バイアス引き

バイアスは光が入射していない場合でも各画素が持つカウントである。検出器から電荷を読み出す際に は、ある一定の電圧を印加する。この電圧によって、光電子や熱励起電子 (ダークカレント) がなくても検 出器のカウントが0にならない。そこで、0秒露光のバイアス画像を取得し、それを差し引くことでバイア ス引きを行う。

ダーク引き

ダークは検出器の温度に依存し、時間経過とともに蓄積し変化するノイズである。可視光の CCD で は、-100°C まで冷却していると、このダークは無視できるほど小さいので、近赤外線帯域の解析を行う場 合にのみ、この方法を用いる。近赤外線では光学系からの熱放射が背景光として寄与する場合もある。そこ で、天体画像を取得した露光時間と同じ時間でダーク画像を取得し、それを差し引くことでダーク (+背景 光)引きを行う。

フラット処理

検出器のすべてのピクセルに全く同じ光量の光を当てたとしても、各ピクセルごとの感度ムラや望遠鏡 および観測装置内部の光学由来の周縁減光がある。そこで、フラット画像と呼ばれる画像を取得し、演算処 理をすることで補正する。かなた望遠鏡では、フラットスクリーンと呼ばれる平らなスクリーンにハロゲン ランプを用いて一定量の光量の光をあて画像を取得し、規格化した後に演算処理を行なってフラット処理を 行う。

スカイ処理

スカイとは天体がない領域でも写り込んでいる背景光である。可視光では月の無い暗夜や明るい天体で はスカイによる影響はほとんど受けない。しかし、近赤外線でスカイ領域の背景光は大気や周辺構造物の 熱放射由来であるため、温度に依存して変化する。そこでこれらを減算する必要がある。目標天体を観測す る時に、望遠鏡の指向を動かし、検出器平面上で天体の x,y 座標を数カ所移動させてそれぞれの場所で撮 像する。これらのデータを加算して中央値をとることで星が写っていないスカイカウントのみの画像がで きるので、これを差し引くことによってスカイ成分の減算を行う。

2.3.2 測光方法

かなた望遠鏡で撮像観測をした天体の明るさを知るための主な測光方法として、アパーチャー (開口) 測 光と PSF 測光の 2 種類がある。本研究では目標天体 (V445 Pup) が暗く、他の天体で PSF を作成すること が困難だったために開口測光を主に用いて測光を行なった。

アパーチャー測光 (開口測光)

開口測光は星の光が点源であるときに用いる測光方法である。開口測光は、星の光が届いていると考え られる領域を円と仮定して、その円の外側の領域のカウントからスカイを測定する。円の内側の各ピクセ ルのカウントから円の外側のスカイ領域で求めたカウントを差し引く。そして、その円の内側のカウント の積分値を星からの光として扱い、フラックス値や等級をもとめるという測光方法である。 星から届いて いる光はガウス分布で近似される。その輝度分布の半値幅の定数倍を開口半径とすることが多い。一般に、 開口測光の開口半径は星の半値幅の1.5~3 倍にとることが多い。

PSF 測光

PSF(Point Spewad Function) 測光もまた星の光が点光源の場合に用いる測光方法である。こちらは視野 内のいくつかの星から PSF のモデル (点光源による輝度分布のテンプレート) を作成し、測光したい星の ピークフラックスにスケールを合わせてフィットし、測光する方法である。開口測光ではスカイの領域と仮 定したところに他の星が存在した場合には、スカイを過大評価してしまうおそれがあるが、この測光方法 ではガウス関数などの関数でフィッティングを行う為に、星の混み合っている領域でも、より正確に星本来 のフラックスを見積もることが可能である。そのため、星団や銀河中に存在する星の測光に対して有効な方 法である。

相対測光

アパーチャー測光や PSF 測光で得られた目標天体のフラックスから等級を求めるために、同一視野にある光度が変化しないと思われる星のフラックスや等級と比較する方法を相対測光という。

本研究では可視光 (BVRI バンド) では Goranskij et al.(2010)([6]) で測光されている星を、近赤外線 (JHKs バンド) では 2MASS catalog に記載されている星を比較星として用いた。それぞれの等級は以下の表 2.3.2 の通りである。



図 2.3: V445 Puppis と今回用いた比較星

| ID | В | V | R | Ι | J | Η | Ks |
|----|--------|--------|--------|--------|--------|--------|--------|
| c1 | 17.186 | 15.707 | 15.003 | 14.172 | 13.010 | 12.370 | 12.184 |
| c2 | 16.847 | 16.082 | 15.817 | 15.322 | none | none | none |
| c3 | 16.300 | 15.577 | 15.168 | 14.60 | none | none | none |
| c4 | none | none | none | none | 12.508 | 11.759 | 11.501 |

表 2.1: 比較星の等級

可視光 (B, V, R, I) は Goranskij et al. (2010)

近赤外線 (J, H,Ks) は 2MASS catalog より参照した

2.3.3 偏光測定

器械偏光

1次処理を行った画像を以下の図2.4に示す。



図 2.4: 偏光観測の1次処理後の画像

シングルウォラストンプリズムを用いて2つに分かれた光の片方を常光、もう一方を異常光として星の 偏光の計算を行う。しかし、ここで求めた偏光度、偏光方位角は天体からの偏光としては正確ではない。な ぜなら、望遠鏡の鏡や装置の光学素子においても偏光が生じてしまっているためである。それらの偏光のこ とを器械偏光という。また、この時点で得られた偏光方位角も器械固有のものであるために天球面との対応 も不明である。そこで、星の偏光を求める時に、器械偏光と方位角原点の補正を行う必要がある。

器械消偏光

HONIR に搭載されている光学素子等による消偏光効果によって、実際の偏光度よりも低い偏光度が計算 から出てきてしまう。この効果を器械消偏光という。この補正を行うためには、ワイヤーグリッドと呼ばれ る素子を用いて観測を行う。ワイヤーグリッドという素子は垂直方向に振動している光のみを透過させ、透 過してきた光の偏光度がノミナルに100%になる。しかし、器械偏光が起こるために実際の偏光度は100% を下回る。これを偏光能率とみなすことができ、この能率で割ることによって器械消偏光を補正し、天体本 来の偏光度を求めることができる。ワイヤーグリッドを用いて偏光測定した星の諸元は表 2.2 のようになっ ている。

| 天体名 | 赤経 (R.A) | 赤緯 (Dec.) | 等級 |
|---------|-------------|-------------|-------|
| G191B2B | 05:05:30.61 | +52:49:51.9 | 11.93 |

表 2.2: ワイヤーグリッド星のカタログ値

| バンド名 | 中心波長 (nm) | 偏光能率 (%) |
|------|-----------|--------------------|
| V | 550.5 | $97.31 {\pm} 0.71$ |
| R | 658.8 | $98.03 {\pm} 0.29$ |
| Ι | 806.0 | $98.35 {\pm} 0.12$ |
| J | 1251 | $99.19 {\pm} 0.14$ |
| Н | 1654 | $99.86 {\pm} 0.19$ |
| Ks | 2157 | $99.19{\pm}1.3$ |

表 2.3: 偏光能率の波長依存性

方位角原点の補正

偏光方位角は天球上で天の北極方向を0度として、そこから東回りに回転する方向を正としている。 HONIRの器械座標の偏光方位角原点は器械固有のオフセットを持っている。そのオフセットを測定し、補 正することが必要になってくる。

本研究では強偏光標準星を用いることによって、その補正をおこなった。表 2.4 が補正に用いた強偏光標準 星である。これらの強偏光標準星の解析から R バンドのオフセット角が 146.9 度となり、図 2.5 から波長ご

| 天体名 | 赤経 (R.A) | 赤緯 (Dec.) | 等級 | Sp. | 偏光度 (%) | 偏光方位角 (°) |
|----------|-------------|-----------|------|------|-------------------|------------------|
| BD64d106 | 00:57:36.07 | +64:51:27 | 10.3 | B1V | $5.69 {\pm} 0.04$ | $96.6 {\pm} 0.2$ |
| HD251204 | 06:05:05.7 | +23:23:39 | 10.3 | B0IV | $4.04{\pm}0.07$ | 147 |

表 2.4: 強偏光標準星のカタログ値 [9]

との偏光方位角の関係が求まったために各バンドのオフセット角を求め、まとめたものが表 2.5 である。



図 2.5: R バンドに対する回転角度の波長依存性

| バンド名 | 中心波長 (nm) | オフセット角 (°) |
|------|-----------|------------|
| V | 550.5 | 146.5 |
| R | 658.8 | 146.9 |
| Ι | 806.0 | 150.5 |
| J | 1251 | 152.4 |
| Н | 1654 | 151.1 |
| Ks | 2157 | 149.5 |

表 2.5: 器械偏光方位角のオフセット角の波長依存性

第3章 結果・考察

3.1 爆発後後期の観測特性

広島大学かなた望遠鏡では爆発から 11 年余りが経過した 2012 年から 2020 年まで可視近赤外線測光観 測を行なった。

3.1.1 光度曲線

爆発後から 2020 年までの光度曲線が図 3.1 である。



図 3.1: V445 Puppis の光度変化

図 3.1 において爆発日 (0 日) よりも左にある点が新星爆発を起こす前の等級である。爆発から 500-1000 日程度で近赤外線において増光傾向が見え、可視光において急激に減光している。このことから、この時期 に爆発によって放出されたガスが冷え、ダストが大量に生成して連星系が隠されたのではないかと考えら れている。その後近赤外線で暗くなっているのは、ダストが冷えたことによるものと考えられ、近年は可視 光において増光傾向、近赤外線は増減光がそこまでないように見える。それでも爆発前の等級と比較して 依然として暗いままである。その原因は定かではないが、依然爆発後生成されたダストが完全には晴れず に中心星を隠していることが考えられる。

3.1.2 爆発前と爆発後静穏期での等級差・カラー差

V445 Pup は爆発前に別の目的で撮られた画像にたまたま写り込んだ形で観測が行われている。そこで、 爆発前後の等級差を比較することによって爆発によって生じたダストの星間減光を見積もることが可能で ある (図 3.2)。そこから、ダストの時間変化の推定を行った。



図 3.2: 爆発前後の星周のダスト変化

爆発前後の等級差の時間発展のグラフが図 3.3 である。

図 3.3 は各バンドごとの爆発前後での等級差を表しており、それがダストによる減光量を表している。y



図 3.3: 各バンドごとの爆発前後の等級差

軸の0よりも上にあるものは爆発前の等級よりもその日付の等級が明るい状態を指しており、爆発直後は Vバンドでの密な観測が行われていたために、爆発後の増光時期に0より上に点が存在している。

この図 3.3 から

・近年可視光の減光量は緩やかに小さくなっているが、近赤外線では減光量が大きくなっている傾向が見え

る。

・近年では可視光の減光量と近赤外線の減光量が同程度 (4 mag 程度) になっている。 の二つのことがわかる。

一般的な星間ダストの場合には、波長の長い近赤外線の方が波長の短い可視光よりも減光を受けにくいために、減光量が少ないはずである (図 3.4)。しかし、図 3.3 では可視光と近赤外線のダスト減光が同程度



図 3.4: 一般的なダストによる減光量を表したグラフ [11]

であるために、天体からの光がダスト通過によって減光を受け、それを観測しているという典型的なダスト 減光では説明できないことを示唆している。

そこで、私は今回「雲の端」モデル (図 3.5) を考えた。図 3.5 は雲の端モデルの模式図で、中心の青丸が



図 3.5: 雲の端モデルの概要図

新星爆発を起こした連星系を、周りのもやもやがダストを表している。佐藤氏によって行われた偏光分光観 測の結果 (1.2.3 章 図 1.10) において、爆発が非等方で双極風がでていたこと、爆発から数日では星周トー ラスが存在していたことが考えられている。爆発によって破壊された星周トーラスによる濃いダストによっ て連星系が隠され直接光が観測できず、双極風の方向において散乱された光が観測されていると考えた。そ のため、ダイポール散乱の性質を有し、ダスト縁から散乱光の偏光は双極風の方向に対して平行である 60° の偏光方位角が得られることが期待される。そこで、かなた望遠鏡を用いて偏光観測を行なった。

3.1.3 観測された偏光特性

偏光観測の結果を図 3.6 に示す。図 3.6 において偏光標準星の角度が大きくばらついているのは、偏光度が



図 3.6: 偏光結果の時間変化

小さいために大きくばらついているように見えるためである。偏光度では周辺の明るい星の P = 2% ~ 5% に比べると、V445 Puppis では偏光度が大きくなっているようにも見うけられる。しかし、偏光度・偏光 方位角ともにばらつきが大きいためにこうの変更は有意とは言えず、3.1.2 章で議論した偏光方位角と一致 しているかを議論することができなかった。これは天体の高度が低いこと、連星系が暗いことにより十分な 光量が確保できていないことが原因と考えている。そのため、現在と明るさが同じ状態でより精度の高い 観測を行うためには、広島よりも緯度の低い望遠鏡を用いた観測所の望遠鏡を使用したり、口径の大きな望 遠鏡を用いたりすることで解決を目指すべきと考えている。

3.2 星周ダストモデル

測光観測の結果から連星系が濃いダストによって隠されている可能性が示唆された。そこで、現在 V445 Pup 周辺にどの程度のダストが存在しているのかを計算した。今回はダストとして、宇宙空間のダストと して割合の多いすす (C) とシリケイト (*SiO*₂)、それぞれで構成されたダストを考える。ダスト粒子の典型 的な大きさは星間ダストのサイズ分布である 0.005µm から 0.25µm の範囲での size distribution n(a) を用 いて計算した。

$$\langle a \rangle = \frac{\int_{0.005}^{0.25} a \times n(a) da}{\int_{0.005}^{0.25} n(a) da}$$
(3.1)

aはダストの半径, n(a)はsize distribution を表している。ダストの影響を及ぼす有効断面積は (係数:Q)×(ダストの幾何学的面積) で表される。Q は吸収係数 (Q_{abs})と散乱係数 (Q_{sca})の和で表される。ここで、 $X = 2a/\lambda$ と定義した時に、X << 1の時には Q_{abs}, Q_{sca} はそれぞれ

$$Q_{sca} \simeq \frac{8}{3} \left(\frac{2\pi a}{\lambda}\right)^4 \left|\frac{m^2 - 1}{m^2 + 2}\right|^2, Q_{abs} \simeq \frac{8\pi a}{\lambda} Im \left|\frac{m^2 - 1}{m^2 + 2}\right|$$
(3.2)

という近似式を用いて計算することができる [12]。 λ は光の波長、m は散乱係数を表す。すすは m=1.57-0.53i[10],SiO₂ は m=1.5-0.05i[12] を文献値より用いた。これらを用いて計算した結果が図 3.7, 図 3.8 である。ここで、Ks バンドにおいて天体からの直接光が完全に出てこないことから光学的厚み τ が 1 以上であ



図 3.7: シリコンの断面積係数

図 3.8: すすの断面積係数

るとしてダスト量の見積もりを行った。1 個あたりの有効断面積 Q $\pi < a > 2$ をもつダスト粒子が視線方向の 光線が出てこない状況を考えるために視線平面上に投影した場合を考え、それをダストが埋め尽くし光が出 てこない状況 (すなわち $\tau \ge 1$)を想定した。爆発から 19 年経過し、爆発から 4 年経過した段階での速度が 1600kms⁻¹ である (Woudt et al. 2009) ために、ダスト球殻の半径は 9.5×10¹⁵m である。この球殻の表面 積をダストの有効断面積で割ることによってダストの個数を求め、そこから質量を見積もることができる。 その結果、シリケート質のダストの場合には、 $2.8 \times 10^{-3} M_{\odot}$ 程度、炭素質ダストの場合には $4 \times 10^{-4} M_{\odot}$ 程 度という結果になった。これは、V445 Puppisの新星爆発で生成されるダスト量が $10^{-6} M_{\odot}$ と考えられて おり、それに比べて多すぎる量になっている。これより、降着円盤のような星周構造が元々存在し、せき止 められて膨張速度が 1600kms⁻¹ よりも小さくなり、依然として密度が濃いままということが考えられる。 そのため、この結果において、雲の端モデルを棄却することができない。

3.3 分光観測結果

現在可視光において増光傾向にあることから、可視スペクトル上に何らかの変化が見られる可能性があることから、かなた望遠鏡 HOWPol を用いて分光観測を行なった。

3.3.1 2012年の分光結果との比較

分光観測を行なった結果得られた画像が図 3.9 である。2012 年に行われすばる望遠鏡 FOCAS で取得さ れたデータと比較することによって、V445 Pup を隠しているダストの特徴を得られる可能があり、比較を 行なった (図 3.9)。2012 年段階で顕著に見られていた輝線部分とのフラックス比較を行ったものが表 3.1 で ある。

図 3.10 から 2019 年現在でスペクトルの連続光成分が強くなっており、際立った輝線が出ていないこと がわかる。連続光成分は星由来と考えられているために、天体が明るくなっていることが推測される。ま



図 3.9: HOWPol で取得した分光画像



図 3.10: 分光観測から得られたスペクトル

| 波長 | 2012 年のフラックス [<i>erg/cm²/sec/</i> Å] | 2019 年のフラックス [<i>erg/cm²/sec/</i> Å] |
|-----------------------|--|--|
| 4959Å [OIII] | 6.28×10^{-16} | 2.78×10^{-15} |
| 5007Å [OIII] | 1.78×10^{-14} | 4.52×10^{-14} |
| 6678\AA HeI | 1.76×10^{-17} | 7.5×10^{-16} |
| 7065\AA HeI | 6.59×10^{-17} | 5.84×10^{-15} |
| 7320Å [OII] | 2.35×10^{-14} | 4.36×10^{-15} |

表 3.1: V445 Pup のスペクトルの flux 値

た、2012 年時に強かった 7320Åの [OII] の輝線が弱くなっており、一方で 2012 年段階で暗かった HeI の 輝線が 2020 年には軒並み強くなり、見やすくなっている。輝線部分は星周物質由来と考えられているため に、2012 年から 2019 年の間に星周構造の変化や電離ガスの変化が考えられる。

3.3.2 恒星との比較

2019年の分光観測結果から連続光成分が強くなっていることから星がダストの端から見えている可能性 が示唆された。そこで本研究の観測結果から色指数が同程度であるF型星と、爆発時の分光観測から推定 されている O9 型星にに、図 3.11 中に示された赤化(星間ダストによる波長依存性のある減光)を掛けた 上でフラックスレベルがほぼが合うようにスケーリングして、同じグラフ上に表記させたものが図 3.11 で ある。図 3.11 ではF型星、O9 型星ともに 2019年の分光結果の吸収線の位置が一致しているものが見られ



図 3.11: 分光観測から得られたスペクトル

ない。そのため、星の型判定をすることはできなかった。この結果から星がまだダストに隠されている可能 性が示唆された。

3.4 V445 Puppis 連星系は本当にヘリウム星を含むのか

V445 Puppis の連星系は爆発初期の分光観測の結果と理論モデルが consistent であることから、伴星が ヘリウム星であると考えられている。しかし、爆発静穏期以降は爆発前よりも暗い状態が続いているため に、観測的に伴星がヘリウム星であるということの直接的な確認がまだなされていない。依然、2000年の 爆発による放出物質中で生成したダスト雲によって隠されていると考えられるが、本研究により、現在見え ている光は、連星系からダスト雲を透過して直接我々に届くものではなく、連星系の手前にあるダスト雲は まだ光学的に厚く、その周りで散乱して届く間接光が支配的であるというモデルを提唱した。その検証も試 みたが、天体は 17 等程度と暗いため、広島大学 1.5m かなた望遠鏡では光散乱の証拠となる偏光や中心星 のスペクトルの特徴を見出すことはできなかった。 今後、すばる望遠鏡などの大型望遠鏡で偏光観測ないし分光観測を行うことで検証できると考えられる。 将来的には、ダストが晴れがって爆発直前と同じような明るさで連星系が見えだしたとき、より確実な検証 ができるはずである。

第4章 結論

唯一の例であるヘリウム新星 V445 Puppis の長期間の測光、偏光、分光観測を行なった。現在でも爆発 前の等級よりも依然として暗い状態が続いているが、可視光では増光傾向、近赤外線では横ばいの状態が 続いていることがわかった。また、爆発前後の等級を比較することによって、近赤外線と可視光の減光量が 同程度という特徴を持つことが新たにわかった。この結果は、V445 Puppis の増光は単純な晴れ上がりで はなく、ダスト縁による散乱である可能性を示唆し、それを確認するために、偏光観測を行なったが暗いた めにかなた望遠鏡では精度のいい観測はできなかった。今後はより口径の大きな望遠鏡で観測を行うこと によって、もし偏光が検出されれば、中心星は依然としてダスト帯に隠されており、ダスト帯の縁での散乱 光が近年の増光の原因であると可能性が高まる。

将来、爆発前の明るさまで明るくなれば、まだ直接的な確認のできていない伴星がヘリウム星であること を分光観測から確認することができるが、爆発前の明るさまで戻らない場合は (1) 伴星は Kato et al. (1989) [2] で予測されるような明るいヘリウム量ではないか、あるいは (2) 伴星自身が 2000 年の爆発の影響で大き く減光したなどの別のシナリオが必要となるだろう。

付 録 A 補遺:京都大学せいめい望遠鏡用高速撮像分光器の光学設計

A.1 概要

A.1.1 京都大学せいめい望遠鏡

せいめい望遠鏡 (図 A.1, 表 A.1) は京都大学理学研究科附属天文台と宇宙物理学教室が開発し、岡山県浅 口市で運用されている望遠鏡である。国内では初めて分割鏡が使われており、口径は 3.8m と日本国内では 最大の可視近赤外線望遠鏡である。「ひとつの焦点に様々な観測装置が搭載されること」と「大口径である こと」、「突発天体に対して素早く反応できること」が特徴である。現在はナスミス焦点に KOOLS-IFU と いうファイバー型可視光面分光装置が搭載され、運用されている。これからせいめい望遠鏡に搭載予定の装 置は以下の表 A.2 に記載されている。



図 A.1: せいめい望遠鏡 [14]

A.1.2 ナスミス焦点装置切替機

せいめい望遠鏡はナスミス焦点のみを使用し、複数の装置を搭載予定である。そのためナスミス焦点に おいて複数の装置の切り替えを行う機構として、装置切替機を搭載予定である。装置切替機には、小型装置 フランジ (図 A.2) と大型装置フランジ (図 A.3) がある。小型装置フランジに取り付けられている第4鏡を 光路中に入れ、反射角を調整することで小型フランジの装置上の装置の切り替えを行う。第4鏡を光路に入

| 項目 | 仕様 |
|--------|-------------------------------|
| 光学系 | Ritchey-Chretien 光学系 |
| 主鏡の有効系 | $3783 \mathrm{mm}$ |
| 合成焦点距離 | 22692.39mm |
| 合成 F 値 | 6.00 |
| 視野 | $\phi 12$ ' |
| | $\phi 1^{\circ}(補正レンズあり)$ |
| 架台 | 経緯台 |
| 観測波長 | 0.35 - $4.2 \mu \mathrm{m}$ |
| 焦点系 | ナスミス焦点× 2 |

表 A.1: せいめい望遠鏡データ [15]

| 装置名 | 観測波長 | 観測手法 | 搭載位置 |
|--------------|-------------------|----------|--------|
| 可視光高分散分光器 | 可視光 (360-1050nm) | 高分散分光 | ナスミス焦点 |
| 近赤外線相対測光分光器 | 近赤外線 (0.86-2.1µm) | 測光・中分散分光 | ナスミス焦点 |
| 近赤外偏光撮像装置 | 近赤外線 (J,H,Ks バンド) | 偏光撮像 | ナスミス焦点 |
| 視線速度精密測定装置 | | 高分散分光 | ナスミス焦点 |
| 惑星撮像装置 SEICA | 近赤外線 (Y,J,H バンド) | 撮像・高分散分光 | ナスミス焦点 |
| 高速撮像分光器 | 可視光 (400-800nm) | 撮像・低分散分光 | ナスミス焦点 |

表 A.2: せいめい望遠鏡に搭載予定の装置一覧 [15]

れなければ大型フランジに搭載されている観測装置を使用することができる。小型フランジには最大4台 の観測装置、大型フランジには1台の大型装置を搭載可能である。

A.2 高速撮像分光器のサイエンスと要求仕様

A.2.1 高速撮像分光器のサイエンス

高速撮像分光器は最短 10ms オーダーでの読み出しが可能である。そこで、天体が秒〜分スケールで変 化する短時間の天体現象に対して有効な観測手法である。また、分光素子を天体からの光の光路に挿入す ることによって分光の短時間の変化を捉えることができる。ここでは、この観測手法が有用と考えられる天 体現象を2つ紹介する。

ブラックホール X 線連星

ブラックホール X 線連星は、ブラックホールと恒星のような 2 つの天体が互いの重力で束縛されること によって、共通の重心周りを公転運動する連星系において、活動が活発な時期に X 線で大きな増光が見ら れる現象である。





図 A.2: 小型装置フランジ [15]

図 A.3: 大型装置フランジ [15]

ブラックホール X 線連星では可視光で数十倍から数百倍もの増光が見られる突発現象が起こることがある。 これは降着円盤の熱的な構造の変化が由来であると考えられており、立ち上がりから数時間程度で極大を迎 える。そのため、増光時には高時間分解能で観測を行うことによって降着円盤の構造の変化の観測を行う ことが重要である。また、他の波長と比較した時に増光の時間差 (タイムラグ) があることがわかっている。 短時間の分光観測をすることで、連続光と輝線部の増光時の状態から増光の放射由来やブラックホール X 線連星の物理パラメータの制限をかけることができるということが予測されている。

恒星フレア

恒星フレアは、恒星において短時間で明るさが突発的に増光する天体現象 (図 A.2.1) である。数秒から数 分で増光し、数時間かけて元の明るさに戻る。また、恒星フレアは、X 線、紫外線、可視光、電波といった 様々な波長領域と H_α で増光が観測される。フレアを起こす天体は主に M 型星や K 型星が多く、巨大なフ レアでは星の明るさが 100 倍程度になることもある。この天体現象は 10²⁹erg 10³²erg の磁気リコネクショ ンという磁力線の変化による磁気エネルギーが熱エネルギー、運動エネルギー、粒子加速エネルギーに変 換され引き起こされると考えられている。また、その発生機構の観測的研究も行われている。

高速撮像観測はフレア発生時に立ち上がりから観測を行うことによって、増光から減光までのフレアの 様子を詳細に知ることができる。また、分光観測を行うことによって波長ごとに増光の大きさやスペクトル の様子を知ることができる。鏡の大きなせいめい望遠鏡に取り付けることによって、暗い恒星フレアに対し ても詳細な観測を行うことができる。



図 A.4: B バンドの YZ CMi のフレアの観測 [16]

A.2.2 要求仕様

本研究の高速撮像分光器は小型フランジに搭載される装置のひとつである。そのため、大きさに対して 厳しい制約があり、その中で撮像と分光の2つのモードでの観測が行えなければならなかった。その中で、 表??の要求性能を満たすような設計を行なった。

この高速撮像分光器の概念設計は京都大学の木野勝氏、野上大作氏によって行われた。当初の設計は装置光 学系を平面鏡で一度折り返すことで、小型装置フランジの2つのスペースを使用するようになっていた (図 A.2.2)。また、高速分光器は図 A.6 のような光学素子群によって構成されている。



図 A.5: 高速撮像分光器の概念設計図 [13]

A.3 初期光学設計案とその改良方針

初期の光学設計は2018年度に修了した松場祐樹氏によってなされた。木野氏・野上氏の概念設計段階で は小型装置フランジの2つのスペースを使用して、高速撮像分光器を搭載するようになっていた。そこで、

| 項目 | 仕様 |
|----------|----------------|
| 観測モード | 撮像 分光 |
| 観測波長 | 400-800nm |
| 波長分解能 | プリズム R=20 |
| | グリズム R=150 |
| 視野 | 良像範囲 $\phi 5'$ |
| | ケラレなし φ5' |
| ピクセルスケール | 0.143"/pixel |
| 結像性能 | 視野中心 8.6/44" |
| | 良像視野端 9.9/44" |
| | 観測視野端 9.9/44" |
| 露出時間 | 1msec 10msec |
| フレームレート | 40 frames/sec |
| スリット | 幅 2"×長さ 10"以上 |
| スリット | スルー 2"スリット |
| フィルター | V,R,I,2 次光カット |

表 A.3: 高速撮像分光器の概念設計仕様 [13]



図 A.6: 高速撮像分光器の光学系と分光の様子 [13]

松場氏は概念設計と同様の光学素子で平面鏡に反射を1回にした配置案 A(図 A.7) と小型フランジの1つのスペースで搭載できるようにした配置案 B(図 A.8)の2種類を考えて公差解析を行なっている。

この結果が図 A.9, 図 A.10 である。

図 A.9, 図 A.10 はスポットダイアグラムという光学系の結像性能を視覚化したものである。主光線とそ れぞれの光線との距離の値を2乗平均平方根した値を用いた結像性能のことを RMS スポット半径という。 この大きさが光線の密度を表し、光線の密度が光の強度に比例することから、結像性能の良さを表ている。 配置案 A,B 共に要求性能である視野中心 8.0µm を達成している。また、良像視野端でも要求性能を満たし ている。





図 A.7: 光学系配置案 A の小型装置取り付けフランジ 搭載時の外観図 [13] 図 A.8: 光学系配置案 A の小型装置取り付けフランジ



図 A.9: 光学系配置案 A でのスポットダイ 図 A.10: 光学系配置案 B でのスポットダ アグラム イアグラム

配置案 A の公差解析結果

配置案 A で均一分布のモンテカルロシミュレーションによる公差解析を行った結果が図 A.3 である。この図 A.3 は最適化後のある光学性能値における製造確率と調整面の移動量を示している。また、この結果から要求性能を満たす光学系を 99% 作成することができることもわかる。

| 作成され† | こ光線追跡可能なモンテク | りルロ | ファイル数: | 1000 |
|--|--|------------|--------|------|
| 公称値 ベスト ワースト 平均 標準偏差 | : 0.00817792 : 0.00904486 試行 : 0.02009920 試行 : 0.01235815 : 0.00176387 | 607 570 | | |
| コ厚公報 公 み い で ひ み い 値 : 日 次 の 小 大 均 場 天 内 の 称 小 大 均 の 称 小 大 の の 小 の 大 の 小 の 大 切 の で り の で り の で り の で り の で り の で り の で り の で り の 一 の 一 の 一 二 の の 一 二 の の 一 二 の の 一 二 の の 一 二 の の 一 二 の の 一 二 二 の の の 一 二 の の の 二 の の の の | z一タ統計: 27: 17.973562 6.654305 18.899615 17.788114 0.376413 | | | |
| 98% > 90% > 80% > 50% > 20% > 10% > 2% > | 0.01660076 0.01471261 0.01365941 0.01218266 0.01082676 0.01031696 0.00948333 | | | |

図 A.11: 結像性能と製造確率 (均一分布)

図 A.3 は良像範囲での RMS スポット半径を表している。この図 A.3 からは視野中心から離れることに よって RMS スポット半径が大きくなっていることがわかる。つまり、視野の端の方では結像性能が悪く なっていることがわかる。しかし、良像視野内では RMS スポット半径が要求性能を満たしている。また、 波長ごとの RMS スポット半径を表しているのが図 A.13, 図 A.14 である。それぞれ、視野中心と視野端で の RMS スポット半径の変化を表している視野中心においてすべての波長で要求を満たしている。図 A.13 と図 A.14 を比較すると短波長側において公差の影響を受けやすくなっている。



図 A.12: 公差による良像範囲での RMS スポット半径の変化

配置案 B の公差解析結果

配置案Bで均一分布のモンテカルロシミュレーションによる公差解析を行った結果が図A.15である。



図 A.13: 視野中心での公差による波長ごとの RMS ス 図 A.14: 良像視野端での公差による波長ごとの RMS ポット半径の変化 スポット半径の変化



図 A.15: 結像性能と製造確率 (均一分布)

図 A.16 は良像範囲での RMS スポット半径を、図 A.17, 図 A.18 は波長ごとの RMS スポット半径を表している。これらは配置案 A と同様の傾向が見られる。しかし、配置案 A の図 A.3 と比較すると図 A.16 は 一部が要求性能内に入っていないために視野端での結像性能が悪くなっている。しかし、これは観測波長の 範囲である 0.9µm を超えたところまで解析しているためである。



図 A.16: 公差による良像範囲での RMS スポット半径の変化



図 A.17: 視野中心での公差による波長ごとの RMS ス 図 A.18: 良像視野端での公差による波長ごとの RMS ポット半径の変化 スポット半径の変化

A.3.1 光学パラメータの変更

カメラレンズの選定

2018 年度に修了した松場氏の公差解析結果では、レンズの曲率半径を変数として公差解析を行なっていた。そのままレンズを製作する場合、レンズの曲率半径にあったニュートン原器の作成を行い、その後レンズの製作を行う必要があった。このニュートン原器の作成にも、多額の費用が必要である。そこで、本研究では、さらなる制作費用の削減を考え、ニュートン原器の存在する曲率半径において要求性能を満たすようなレンズ系を考え、光学パラメータの変更を行った。光学パラメータは 2018 年度の松場氏のものから図A.19,A.20 のように変更した。





図 A.19: 光学系配置案 B の松場氏修論時のレンズデー 図 A.20: 光学系配置案 B の変更後のレンズデータエ タエディタ ディタ

このように変更した後に Zemax というソフトウェアを用いて最適化を行った後のスポットダイアグラム が図 A.21, 図 A.22 である。変更後においても視野中心において 8.04µm、良像視野端で要求性能を満たし ている。



図 A.21: 改定後の光学配置のスポットダイアグラム



図 A.22: 波長と RMS スポット半径

A.3.2 公差解析結果

要求性能を満たす公差値の算出

モンテカルロ計算を行った結果が図 A.3.2 である。

曲率半径を固定して、パラメータを変更し、公差解析を行っても要求性能を満たしていることがわかる。 良像範囲内においてモンテカルロ計算を100回行なった結果を図A.3.2に示す。

また、図 A.25, 図 A.26 は波長ごとの RMS スポット半径の変化を表している。視野端では視野中心と比較して全ての波長域で RMS スポット半径のばらつきこそ大きいがこちらも要求性能内に収まっている。

A.3.3 まとめと今後

パラメータの変更を行い再解析を行った結果、要求性能を満たした装置の開発を行うことができた。今 後は試験観測をせいめい望遠鏡で行い、性能評価を行う予定である。

| 公称值 : 0.01006528 |
|--------------------------|
| ベスト : 0.00958874 試行 1882 |
| ワースト: 0.02528464 試行 6202 |
| 平均 : 0.01438730 |
| 標準偏差: 0.00206630 |
| |
| コンペンセータ統計: |
| 厚み、面 27: |
| 公称值: -5.103185 |
| 最小 : -6.183158 |
| 最大 : -4.066803 |
| 平均 : -5.102425 |
| 標準偏差: 0.272990 |
| |
| |
| 98% > 0.01946154 |
| 90% > 0.01716626 |
| 80% > 0.01601837 |
| 50% > 0.01413496 |
| 20% > 0.01259431 |
| 10% > 0.01197101 |
| 2% > 0.01100666 |
| |
| 実行完了 |

図 A.23: 結像性能と製造確率 (均一分布)



図 A.24: 公差による良像範囲での RMS スポット半径の変化



図 A.25: 視野中心での公差による波長ごとの RMS ス 図 A.26: 良像視野端での公差による波長ごとの RMS スポット半径の変化 ポット半径の変化

付 録 B 補遺:IceCube対応天体に対する Fermi 望遠鏡即時解析

B.1 概要

B.1.1 IceCube ニュートリノ観測所

IceCube ニュートリノ観測所は南極の地下に 2005 年に建設されたニュートリノ望遠鏡である。86 本の 縦穴に合計 5160 個の光検出器モジュールが設置されている。ニュートリノは検出器に入射し、氷と相互作 用することで荷電粒子が放出される。この荷電粒子が氷中でチェレンコフ光を放出し、それを光検出器が検 出する。

B.1.2 Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡

Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡はアメリカ、日本、ドイツなどの国際協力によって開発されたガンマ線衛星 である。2008年6月に打ち上げられ、8月から運用されている。20MeV300GeVのエネルギー帯の観測を するLAT 検出器と、8keV30MeVのガンマ線バーストのような突発天体の観測をする GBM(Gramma-ray Burst Moniter) 検出器が搭載されている。(詳しくは 2018年高木卒業論文 参照)本研究では IceCube が信 号を捉えた時間周辺でのLAT 検出器の解析を即時で行うことによって、位置の大まかな制限を行うととも に、時間変動を起こしているかを確認することに用いる。

B.1.3 目的

IceCube 検出器だけでは、候補天体の位置決定精度があまりよくないために Fermi 望遠鏡で取得された データを即時解析することによってある程度の位置の目星をつけることが目的である。現在は GRB 用に大 野さんが作られた Fermi 解析のスクリプトを使用して、即時解析を行っているが、まだ十分にシステムが 備わっているわけではない。

B.2 IceCube 即時解析用プログラム

B.2.1 使い方

Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡の解析方法については 2018 年高木卒業論文を参照してもらうこととして、大野さんが作られたプログラム (FermiGRBAnalysis.csh) の使い方をここでは紹介する。まずプログラムは cluster48 の/cluster481/users/ohno/Glast/script/myGRBAnalysis に置いてある。このプログラムは大き

く分けると2種類の部分から構成されている。前半部分がデータを解析する shell スクリプト、後半が解析 結果を Web にあげる HTML である。主に使い方は前半部分を指している。

1. config file の作成

| 項目名 | 説明 |
|------------|-------------------|
| Trigname | GCNのトリガー名 |
| Triggermet | トリガーの時間(Fermi時間) |
| RA | 赤経 |
| Dec | 赤緯 |
| Error | エラー領域の大きさ(arcmin) |
| TStart | 解析の開始時間 |
| TStop | 解析の終了時間 |
| IRF | Irf fileの種類 |
| Output | アウトプットファイル名 |
| FT1 | 天体データファイル |
| FT2 | バックグラウンドファイル |
| TSMAP | Tsmapを表示するか |

図 B.1: config file の要素



図 B.2: config file の例

ファイルを動かす際の基本となるものが config file である。まずはこれを作成する。cluster54の /cluster541/users/takagi/python/Fermi_get_data.py がそれを作成するためのプログラムである。

2. 解析用ファイルの取得

解析ファイルは Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡のデータアーカイブ (https://fermi.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/ssc/LAT/LATData から取得する。

- 解析用ディレクトリの作成 cluster48の/cluster481/users/ohno/Glast/ana/に解析する天体のディレクトリを作成し、解析する ファイルと config file を置く。
- 4. 解析プログラムを動かす

FermiGRBAnalysis.csh [config file name] を解析を行うディレクトリで動かすことによって解析が行われ、LAT_extended.html という名前のファイルができる。そこに解析結果がまとまっている。

以上が 2020 年時点でのプログラムの使いかたである。詳しい解析についてはプログラムを参照してもら いたい。現時点では GRB に対する解析をメインになっている。そのために、以下の機能を今後つけていく ことが望ましい。

長時間の光度曲線の作成

現時点ではアラートから 5000 秒程度の短い期間での光度の時間発展を表すグラフは表記されるが、 それ以上の長期間での光度曲線の作成ができていない。そこで、アラート前後の長期間の光度曲線を 作成するためのプログラムの作成が必要である。

GLADE カタログの適用
 ニュートリノイベントはブレーザー起源であるものが多いと考えられている。そのカタログとしてか

なた望遠鏡では GLADE カタログにある銀河を観測の候補天体としている。しかし、現在の解析結果 では GLADE カタログが適応できていない。そのため解析結果で参照するカタログを変化することが 必要である。

● html ファイルの共有

現在は html ファイルが生成されるが、それを共有する仕組みができていない。それを共有すること が必要であるための整備が必要である。

B.3 まとめと今後

2019 年度の 1 年間において 3 度の GOLD アラートが出ている。今後も IceCube のアラートがでる可能 性がありプログラムの改修が必要である。



今回修士論文を作成するにあたって様々な方の協力があり完成することができました。最も指導教員で ある川端先生は学部1年生の演習の授業からお世話になり、卒業論文の指導、さらに修士論文と大学生活全 般において助けていただきました。また、私に InGaAs 検出器や Fermi の自動解析、高速分光カメラと様々 な経験をさせていただきました。この場を借り感謝をさせていただきたいと思います。本当にありがとうご ざいました。さらに、本研究は 2012 年からデータの取得がなされ、佐藤さんだけでなく、上野さん、伊藤 さん、川端美穂さん、中岡さんと様々な先輩の協力によって一つの結果を出すことができています。この2 年間は観測をし、以前の先輩のようにだれかの卒業の一つの協力になっていればと思います。

参考文献

- [1] Classical nova Editted by Micheal F. Bode & Aneurin Evans
- [2] Kato, M. & Saio, H. & Hachisu, I. 1989, ApJ, 340, 509, "Stellar wind during helium nova outburst"
- [3] Kato, M. & Hachisu, I. 1994, APJ, 437,802," Optically thick wind in nova outburst"
- [4] Iijima, T. & Nakanishi, H. 2008, A&A, 482, 865, "Spectroscopic observations of the first helium nova V445 Puppis"
- [5] Ashok, N. M. & Banerjee, D. P. K. 2003, A&A, 409, 1007, "The enigmatic outburst of V445 Puppis - A possible helium nova?"
- [6] Goranskij, V., Shugarov, S., Zharova, A. et al. 2010, Peremennye Zvezdy, 30, 4
- [7] 佐藤修論, 2012, "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 "
- [8] Woudt, P. A. et al. 2009, ApJ, 706, 738, "The Expanding Bipolar Shell of the Helium Nova V445 Puppis"
- [9] 長木卒論, 2015, "可視近赤外線同時カメラ HONIR における一露出型偏光観測モードの性能評価"
- [10] Akitoshi Mita and Kenji Isono 1980, "Effective Complex Regractive Index of Atmospheric Aerosols Cinstaining Absobing Substances"
- [11] Jason A. Cardelli et al. 1989, ApJ, 345,245, "The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction"
- [12] D C B Whittet, Institute if Physics Publishuing Bristol and Philadelphia, "Dust in the Galactic Environment"
- [13] 松場修論,2019,"京都大学 3.8m 新望遠鏡用高速撮像分光器の光学設計と評価"
- [14] http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/psmt/
- [15] 第47回望遠鏡および観測装置会議(2018年9月8日) 装置ローテーターの進捗状況 装置ローテー タへの観測装置の設置
- [16] 前原裕之,"広視野サーベイ観測による恒星フレアの観測可能性","http://www.ioa.s.utokyo.ac.jp/kisohp/RESEARCH/symp2012/Maehara.pdf"