

太陽・恒星

## 1 全対流層星の自転周期と X 線光度の関係

Sato Tatsuki (中央大学 天体物理学研究室 M1)  
恒星は電離したプラズマであり、これらの運動と自転によって磁場を引き伸ばしたり振ったりし、運動エネルギーを磁場エネルギーに変える機構をダイナモ機構という。太陽のような小質量星は星の最も内側に放射層、その外側に対流層をもつ。星を貫く磁力線は放射層と対流層の境目タコクラインで繋ぎ止められ、対流層で攪乱される。それによって磁気再結合が起こり、磁気エネルギーの解放現象フレアが起こると今までは考えられてきた。しかし現在では、小質量星の中でも最も質量の小さい恒星 ( $M_{\odot}0.4M$ ) においてもフレアが観測されている。このような恒星は放射層がなく星の内部が全て対流層であるため、磁力線をタコクラインでぎ止める機構がない。つまり全対流層星のダイナモ機構は、太陽質量程度の小質量星とは異なる事が予測できる。先行研究によって X 線での活動性と自転の関係は、ダイナモ機構を示す関係性としてよく知られている。太陽のような小質量星は、自転周期が長いと X 線の放射効率が低いいため、全放射エネルギーに対する X 線放射エネルギーは小さくなる事がわかっている。全対流層星においては、自転周期が長く X 線放射エネルギーがわかっている天体は 4 天体のみである。(Wright et al.2011) 極端に質量が小さい全対流層星は我々の太陽系近傍に数多く存在することが確かめられているが、X 線帯域でのフラックスが小さく、観測することが難しい。我々は 2 つの X 線天文衛星 Chandra と XMM-Newton の観測データを用いて、自転周期の長い 7 個の全対流層星について解析を行った。解析の結果、自転周期が長い全対流層星は、自転周期が短い全対流層星と同程度の X 線を放出することができないことを確認した。本公演では全対流層星の自転周期と定常 X 線光度の関係について報告する。

## 2 星風衝突連星系 WR 125 の X 線での初検出

御堂岡 拓哉 (国立研究開発法人 宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所 M1)

Wolf-Rayet 星 (WR 星) の多くは連星系であり、特に両者の星風衝突によって高温ガスが形成されているものを星風衝突 WR 連星 (CWWB) と呼んでいる。CWWB の高温ガスは X 線を放射しており、連星間距離の変化が X 線スペクトルに与える影響を観測することによって、星風パラメータに制限をつけることができる。我々は CWWB の系統的な X 線モニタリングを進めており、今回、その一つである WR125 から初めて X 線を検出したので報告する。WR125 は主星が WC7 型、伴星が O9 型の CWWB で、1991 から 1992 年に赤外線増光が確認されているが、それ以来、増光は報告されていない。他の CWWB 同様、増光が近星点近くで起こったと仮定すると、これは WR125 が 25 年以上の長周期を持つことを示唆している。我々は、2016 年 11 月から 2017 年 5 月にかけて Swift と

XMM-Newton で計 4 回、33ksec の観測を行った。この間、フラックスとスペクトルの有意な変化は見られず、プラズマ温度、光度等は CWWB に典型的な値であった。単純な星間吸収と一温度熱平衡衝突プラズマモデルで 4 回のスペクトルを同時フィットしたところ、水素柱密度が星間吸収から期待される値よりも大きかったことから、吸収に寄与する WR 星周辺物質が存在すると考えられる。よって、WC7 型の典型的な元素組成と WR 星周辺物質による吸収を考慮したモデルを適用したところ、より適したフィット結果が得られた。また、赤外線増光があった 1991 年 9 月から 10 月の間に、X 線天文衛星 ROSAT が WR125 付近をポインティング観測したアーカイブデータを見つけたので解析してみたところ、有意に X 線は受かっておらず、フラックスの上限値は、Swift/XMM で得られたものの 1/50 以下であった。近星点近くで、なぜ ROSAT で X 線が受からなかったのか、本講演の中で議論する。

1. Sugawara, Y., Maeda, Y., Tsuboi, Y., et al. PASJ, 67, 121 (2015)
2. Williams, P. M.; van der Hucht, K. A.; Bouchet, P. et al. 1992, MNRAS 258, 461 (1992)

## 3 近赤外線高分散分光器 WINERED を用いた Y, J バンドのライン強度比からの晩期型巨星有効温度の決定法

谷口 大輔 (東京大学天文学教室 M1)  
恒星大気を特徴づけるパラメーターの中でもとりわけ重要なものの一つである有効温度を決定する手法は、これまで数多く考案されてきた。その中でも、星間減光や他の大気パラメーターからの影響を受けにくい温度指標となる「ライン強度比」を用いた温度決定法 (Gray & Johanson 1991) に我々は着目した。この方法はこれまで主に可視光域で用いられてきたが、近年の近赤外線高分散分光器の発展により近赤外域でも適用することが可能となった。その初めての試みとして、すばる望遠鏡に搭載された IRCS の H バンドでのライン強度比が用いられている (Fukue et al. 2015)。しかしながら、H バンドでは低励起ポテンシャルをもつ吸収線の数が少なく、また分子の吸収線との激しいブレイクにより、実現可能な温度推定の精度は可視光のライン強度比に劣るものであった。

そこで我々は近赤外線高分散分光器 WINERED が取得できる Y (0.97–1.09  $\mu\text{m}$ ), J (1.15–1.32  $\mu\text{m}$ ) バンドの  $R \sim 28,000$  のスペクトルを用い、ライン強度比から晩期型巨星の有効温度を決定する手法を開発した (Taniguchi et al. 2018)。この波長帯は低励起ポテンシャルの吸収線を数多く含むため、数多くのラインペアを用いることで高い統計的精度を実現することが可能となる。我々が 81 個のラインペアを用いて作成した温度指標は、 $3700 < T_{\text{eff}} < 5400 \text{ K}$  かつ  $-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.3 \text{ dex}$  の巨星に対して適用でき、最も良いケースで  $\pm 10 \text{ K}$  の精度で有効温度を推定できる。本講演では、我々が使用したラインペア

の選定基準を述べた後に、作成した温度指標の精度を概観する。

1. D. F. Gray and H. L. Johanson PASP 103 439 (1991)
2. K. Fukue et al. ApJ 812 64 (2015)
3. D. Taniguchi et al. MNRAS 473 4993 (2018)

#### 4 恒星フレアにおけるリチウム合成の可能性

關 嵩寛 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M1)

現在さまざまな場所でリチウムの存在量が観測されているが、それに対する理論的な説明は未だ与えられていないものが多い。未解明な存在量の中でも今回は現在の宇宙のリチウムの存在量、すなわち太陽と同時代のリチウムの存在量に関して、その起源について考えていく。

それに対する寄与として考えられているのはビッグバン元素合成、宇宙線と星間物質との相互作用、超新星爆発、新星爆発、小質量星の内部での合成である。しかしこれらの候補におけるリチウムの生成量を理論的に計算すると、観測からわかっている現在の存在量に対して少なすぎるという結果が得られる<sup>[1]</sup>。一方で太陽フレアの X 線観測の結果が、フレアにおけるリチウム合成の可能性を示唆している<sup>[2]</sup>。そこで、上述の候補の中に恒星フレアにおける元素合成を加えることでより正確な説明となることが期待される。

恒星フレアとは、恒星大気における磁気エネルギーの爆発的解放現象である。このときに発生した衝撃波がヘリウムなどの粒子を加速し、それが大気中の原子と衝突することで原子核反応が起こると考えられる。フレアで加速された粒子によるリチウムの合成は  ${}^4\text{He} + {}^3\text{He} \rightarrow \text{p} + {}^6\text{Li}$  や  ${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow \text{p} + {}^7\text{Li}$  といった反応が主であるとされ、これまでに議論されている<sup>[3]</sup>。

本研究ではフレアの粒子加速によって起こりうる反応を考察し、粒子に与えられるエネルギーやフレアの活動の時間変化などをパラメータとすることで合成される元素量を計算する。その計算結果によって実際に恒星フレアにおいて元素合成が起こっているか、さらにはそれが宇宙の化学進化に対して十分な寄与を与えているかを評価する。今回の発表ではより厳密に考える前段階として、考慮する反応を制限し、各種パラメータを単純化して行った数値計算結果について述べる。

1. Prantzos, N. 2012, A&A, 542, A67
2. Kotov, Y. D., Bogovalov, S. V., Endalova, O. V., Yoshimori, M. 1996, ApJ, 473, 514
3. Tatischeff, V., & Thibaud, J.-P. 2007, A&A, 469, 265

#### 5 深層学習と数値計算を用いたナノフレアの検出およびエネルギー導出手法の開発

河合 敏輝 (名古屋大学 太陽地球環境研究所 M1)

本研究の目的は、ナノフレアがどれだけ太陽コロナの加熱に寄与しているかを測定するため、ナノフレアの検出およびエネルギー

導出を行う手法を確立することである。そのために、様々なエネルギーのナノフレアによって加熱されるコロナループの流体一次元数値計算を Hinode/XRT で疑似的に観測し、観測される輻射の時間変化を入力した際、注入されたフレアのエネルギーの時間変化を出力するよう、深層学習を用いて Deep Neural Network (DNN) を学習させる、という新たな手法を提案する。また、提案する手法と先行研究で使用されている既存の手法のエネルギー導出の精度をシミュレーション内において比較する。既存の手法には2つの仮定がある。ナノフレアによってコロナループが5 MK まで加熱されることと、発生したナノフレアのエネルギーはコロナループの熱エネルギーの変化量に等しいということである。提案する手法では、学習に用いた流体数値計算の設定自体が仮定となる。今回は560個の数値計算結果を用いてDNNを学習させる。結果として、既存の手法では $10^{25}$  erg程度より小さなフレアのエネルギーを正しく導出することはできなかったが、提案する手法では、そのような非常に小さなナノフレアであっても、比較的正確にエネルギーを導出することができた。ナノフレア発生前のコロナループが完全に熱的・力学的に平衡状態ではないため、ナノフレアのエネルギーが非常に小さい場合、非平衡状態に由来する密度や温度のわずかな変動が熱エネルギーに与える影響が、ナノフレアによる熱エネルギーの変化に対して支配的となり、既存の手法ではエネルギー導出が正確に行うことができなかったと考えられる。実際のナノフレアは本研究で用いた数値計算設定よりも熱的・力学的に非平衡状態で発生していると考えられるため、実際の観測においても、提案する手法がナノフレアの検出およびエネルギー導出により適していることを示唆している。

1. T. Shimizu PASJ 47 251 (1995)

#### 6 深層学習による画像認識を用いた太陽フレア予報システムの開発

木原 孝輔 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M1)

太陽フレア (太陽面爆発) とは、太陽大気における磁気エネルギーの爆発的解放現象である。太陽フレアは、その最大 X 線強度によって規模が分類され、プラズマの放出現象や宇宙放射線の増加などをしばしば伴う。これらの現象は、通信障害や航空機乗員の被曝などを引き起こし、現代社会に大きな影響を与える可能性が高い。そのため、地球近傍空間の環境変動である宇宙天気を予報する研究が行われている。特に、宇宙天気の擾乱源である太陽フレアの発生を予報することが重要である。しかし、これを物理的に予報するのは困難である。そこで近年、大量の太陽観測データに対して、データ間の関係性を見つけ出す機械学習の手法を用いることで、太陽フレアを予報する試みがなされている。

機械学習を用いた従来の研究 ([1] など) では、磁場などの物理量やその時間変化などに着目し、規模の大きいフレアが発生

するか否かを予報している。対して [2] は、太陽画像そのものがもつ特徴に着目し、ある時刻から 24 時間以内に観測される最大の X 線強度を予報した。これは、(a) 物理量に着目することなく画像認識の手法を用いた点、(b) 太陽フレアに関連する様々な現象の数値を予報できる汎用性を持つ点、で他にはない研究となっている。

今回は [2] が用いた画像認識の手法を、新たな手法である深層学習に変更し、24 時間以内の最大の X 線強度をより精度よく予報することを試みた。深層学習は機械学習の中でも、[3] をはじめ画像認識の分野で近年著しく発展している手法である。予報に用いる画像データとして、SDO 衛星に搭載されている極端紫外線の観測装置 AIA、磁場強度の観測装置 HMI のデータを用意し、それぞれの画像に対して異なる予報精度を得た。本講演では、今回得られた予報精度についていくつかの先行研究と比較し、議論する。

1. Nishizuka, N., Sugiura, K., Kubo, Y., et al. 2017, ApJ, 835, 156
2. Muranushi, T., Shibayama, T., Muranushi, Y. H., et al. 2015, Space Weather, 13, 778
3. Krizhevsky, A., Sutskever, I., and Hinton, G. E. 2012, NIPS, 25, 1106

## 7 飛騨天文台 SMART 望遠鏡の偏光観測からコロナ磁場を推定するコードの開発

山崎 大輝 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M1)

太陽フレアは、コロナ磁場に蓄えられたエネルギーの突発的解放現象である。これまでの研究から、コロナ磁場に蓄積されたエネルギーは磁気リコネクションによって解放されることがわかってきたが [1]、エネルギーの蓄積過程や磁気リコネクションを起こすきっかけは未だに明らかになっていない。これらを解明するためには、コロナ磁場を測定し、その時間発展を調べる必要がある。しかし、コロナは非常に希薄であるため、コロナ磁場を直接測定することは困難である。そのためコロナ磁場は、一般的に直接測定が可能な光球磁場を外挿することで間接的に求められる。

京都大学飛騨天文台 SMART 望遠鏡は、光球磁場を測定するために、光球の偏光観測を行っている。SMART 望遠鏡は他の観測装置よりも時間分解能が高いため、磁場の時間発展をより詳細に調べることができると期待されている。しかし、SMART 望遠鏡で得られた偏光データから光球磁場を導出するコードは未だ開発途上であり光球磁場が正しく求められない問題があった。そこで SMART 望遠鏡で得られた光球の偏光データから光球磁場を導出するコードの改良を行なった。

一般的に光球磁場は偏光観測データから近似的に計算されるが、その方法では特に磁場が強いはずの活動領域に関して磁場強度を低く見積もってしまう傾向がある。そこで本研究では事

前にモデル大気を用いて偏光のデータベースを作り [2]、観測データとの比較を行うことで活動領域についてもより精度良く光球磁場を導くことに成功した。さらに、SMART 望遠鏡で得られた光球磁場からコロナ磁場を導出するべく [3] によって開発されたコードの実装も行った。本講演では、これらのコード開発の概要と得られたコロナ磁場について議論する。

1. Shibata, K. and Magara, T. 2011, Living Rev. Solar Phys., 8, 6
2. Ichimoto, K., Lites, B., Elmore, D., et al. 2008, Solar Phys., 249, 233
3. Inoue, S. 2016, Progress in Earth and Planetary Science, 3, 1

b 講演 (b1-4)

## 8 持続的なエネルギー散逸に対する、星の外層の力学的な応答

OUCHI RYOMA (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 D1)

大質量星は可視光で極めて明るく輝く爆発現象(超新星)によって一生を終える。これらの大質量星は、恒星進化の途上で、恒星風などによって星間空間へ質量放出を行う。そのような質量放出の性質を理解することは、銀河の化学進化を考える上で重要である。近年、様々な観測事実から、一部の質量星は超新星直前に、極めて高い質量放出率を示すことが明らかになってきた (Smith & Arnett 2014)。その値は、これまで標準とされてきた恒星風では説明ができない。

このような進化晩期の激しい質量放出に対する有力な説の一つが、流体力学的な重力波 (gravity waves) である (Quataert & Shiode 2012)。この理論では、星のコア内部の対流により励起された重力波が外層へと伝わり、そこでエネルギーが持続的に散逸されることにより、質量放出が起きる。しかし、エネルギー散逸率は不定性が大きく、観測から得られている質量放出をどの程度まで説明できるかは分かっていない。

本研究の目的は、大質量星内部の様々な持続的なエネルギー散逸によって引き起こされる、質量放出の性質を明らかにすることである。また、それにより、質量放出の原因としての重力波理論の妥当性を検証する。そのために、超新星を起こす典型的な大質量星の外層の底に、様々な値のエネルギー注入率を与え、恒星進化計算コード MESA を用いて動的な流体計算を行った。本計算により、エネルギー注入率の値によって三通りの異なる性質の質量放出が起きることが分かった。(I) エネルギー注入率が十分に低い場合、外層は力学平衡を保ったまま膨張し、質量放出は起こらない。(II) エネルギー注入率が十分大きい場合は、外層のほぼすべてが、放出される。(III) 最後に、エネルギー注入率がその中間程度の場合、外層は振動し、外層の一部を放出することが分かった。以上の結果を発表する。

1. Smith, N. and Arnett, W. ApJ. 2014, 785, 82

## 9 爆発直後のスペクトルで迫る、新星爆発の様相

田口 健太 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M1)

新星とは、白色矮星を主星にもつ近接連星系において、光度が突然最大で5桁ほど増光する現象である。伴星からの質量輸送によって主星表面に水素が堆積し、その水素層が高温・高密度に達し熱核暴走反応を起こして増光を開始する。その後ある光度に達すると、堆積した水素の外層が輻射圧によって膨張を開始すると考えられている [1]。

増光中かつ膨張前(以下「爆発直後」)の新星スペクトルは、新星の母天体が放出したであろう星周物質の元素組成や密度・速度などの情報を含んでおり、新星の物理機構の詳細を調べるのに非常に重要であると考えられる。しかし、熱核暴走反応を開始してから膨張を開始するまでの時間は非常に短いため、そのような早期の詳細な観測例は過去長らくなかった。

ところが2011年、再帰新星 T Pyx が増光の発見からわずか4.4時間後に分光観測され、通常の新星とは異なり初期に輝線スペクトルを示すことが発見された [2]。また、時間と共に多くの新星で確認される吸収線スペクトルに移行することも発見された [2]。今後は東京大学木曾観測所 105cm シュミット望遠鏡搭載の Tomo-e Gozen カメラによる突発天体測光サーベイ計画と連携した、京都大学岡山天文台せいめい 3.8m 望遠鏡による ToO 観測などによって、同様の爆発直後の新星の分光観測例が急増することが期待できる。

発表者らはこうした背景を踏まえ、主星の光度・温度、星周物質の密度・元素組成などの物理量をパラメータとし、爆発直後の新星スペクトルがそれらに応じてどう変化するか、またどのようなパラメータで T Pyx のスペクトルを再現できるかを輻射輸送計算で調べている。本研究で計算されるスペクトルを爆発直後の新星スペクトルの観測例と比較すれば、新星系を特徴づける物理量を見積もることができる。さらに今後数年で観測例が急増すれば、新星爆発の特性に迫ることも期待できる。本講演では、発表者らの計算の詳細を紹介する予定である。

1. Hillman, Y., Prialnik, D., Kovetz, A., Shara, M. M., & Neill, J. D. 2014, MNRAS, 437, 1962
2. Arai, A., Isogai, M., Yamanaka, et al. 2015, Acta Polytechnica CTU Proceedings, 2, 257

## 10 ゼロ・低金属量星でのコロナループ加熱と X 線放射

鷲ノ上 遥香 (東京大学 鈴木・蜂巢研究室 M1)

太陽型の恒星は光球面下に対流層を持ち、これによって表面からは様々な磁気流体波が生じている。このうちの Alfvén 波という波は、恒星上層部のコロナを加熱する重要な役割を果たす。Alfvén 波は磁力線に沿って進む横波で、エネルギーを上空に輸

送し、熱エネルギーに変換することで上空のガスを加熱する。恒星表面からは磁力線が伸びていて、宇宙空間へ開いた磁場構造と表面に閉じたループ状の磁場構造が存在するが、コロナ加熱により開いた磁場領域では恒星風が駆動される。また、熱せられたガスは X 線を使って観測することができるが、放射される X 線は閉じたループ構造からのものが大半を占める。このコロナ加熱による恒星風、X 線放射の原理は宇宙初期に形成された初代星にも適用することができる。

初代星についての理解は宇宙進化を探る上で非常に重要である。宇宙初期から現在まで存在し続けている星があるとすれば、それは金属を含まず質量の小さなものである必要があるが、このような星は現在観測されていない。従って、小質量初代星からのコロナや恒星風について調べることで、現存する初代星が観測されるかどうかを理論的に推測することができる。恒星風については Suzuki(2018) で調べられ、初代星では強い恒星風が吹き出ると報告されている。一方で、観測の観点からより重要な X 線放射を担うループ加熱はこれまで研究されていない。そこで本研究では、このループ加熱についての MHD 数値シミュレーションを行っている。このシミュレーションにより、低質量星の金属量によって X 線放射強度にどのような違いが現れるかを調べる。ゼロ・低金属量環境下では輻射冷却が抑制され、より高温のコロナが形成されると推察できる。このため初代星からは強い X 線が放射されることが期待され、本講演ではその結果について発表する予定である。

1. Suzuki, T.K., arXiv:1710.04478 (2018)

## 11 浮上磁場を伴わないコロナジェットの生成機構、および光球・彩層スケールへの応用の可能性

古谷 侑士 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M1)

太陽大気ではジェットやコロナ質量放出 (CME) などの突発的な質量放出現象が起こっている。それらの発生には磁場が重要な役割を果たすと考えられているが、その詳細なモデルについては未だ議論が続いている。特にジェット現象については、彩層で見られるスピキュールや、コロナで見られる X 線ジェットなど様々なスケールのものが観測されている。ジェット生成の従来の有力なモデルは、太陽内部からの浮上磁場が、元々太陽大気に存在していた磁場と磁力線の繋ぎかえを起こすことで、プラズマが加速されジェットが生成されるというものである [1]。しかし、近年の観測で浮上磁場が見られないコロナジェットが発見された。さらに、[2] では、ランダムに選択した 20 例のコロナジェットに対し、それら全てで低温・高密度な細長いガス雲 (ミニフィラメント) の噴出を伴っていたことが報告されている。このミニフィラメントは、その噴出が CME を伴うようなフィラメントと類似しているが、それよりも長さが 1 桁小さい。ミニフィラメントが噴出することを浮上磁場がジェット

の起源となるモデルで説明するのは難しい。これらの観測事実から、浮上磁場はコロナジェットの本質的な原因ではないと示唆される。

そこで本講演では、上で述べた問題点に解決策を与えた [3] をレビューする。この論文では、3次元数値シミュレーションで、浮上磁場の代わりに磁場のねじれを加えることで、ミニフィラメントの噴出を伴うコロナジェットを再現することに成功している。さらに、[3] で提案されたコロナジェットの生成モデルは、より大スケールの CME の生成モデルの1つと同じものだった。この結果は、他のスケールの磁場が重要となる噴出現象も同様のモデルで説明できる可能性を示唆している。そこで、[3] で採用された磁場配置を光球や彩層スケールに応用することで、どのような現象が起こるのか調べる自身の今後の研究計画についても述べる。

1. Shibata, K., Ishido, Y., Acton, L. W., et al. 1992, PASJ, 59, 771
2. Sterling, A.C., Moore, R. L., Falconer, D. A., & Adams, M. 2015, Nature, 523, 437
3. Wyper, P. F., DeVore, C. R., & Antiochos, S. K. 2018, ApJ, 852, 98

c 講演 (c1-7)

## 12 ひので衛星で探る太陽光球面乱流の発達過程

石川 遼太郎 (国立天文台 M2)

太陽光球面では、乱対流がプラズマの動きを大きく支配しており、粒状斑と呼ばれる熱対流セルで埋め尽くされている。光球面のプラズマがこのような対流運動をするため、それらに凍結された磁場も同様にセル内の対流運動に従って移動し、最終的には対流セル境界に集められることでセル境界 (intergranular lane) に沿った磁場構造を形成する (Lin and Rimmele 1999)。しかしながら、このようなバルクな運動だけでなく対流の過程で発達する乱流も重要な役割を担っている。すなわち、乱流運動による微小スケールの無秩序な磁場構造が、静穏領域の磁気エネルギーに大きく寄与している。近年の RMHD シミュレーションでは、非常に小さく (< 100 km 以下) 磁場の弱い (< 500 G) の磁場構造が、静穏領域の磁気エネルギーの約 50% を占めていることが示された (Rempel 2014)。このように光球面における乱流運動は、静穏領域での磁場形成を議論するうえで非常に重要である。

このような光球面乱流は光球のスペクトル線の線幅を利用することで調べることが出来る。本研究では、ひので衛星に搭載された可視光望遠鏡による偏光分光観測データを用いて光球面乱対流を調べた。Fe I 6301.5 Å と 6302.5 Å のスペクトル線の線幅から乱流速度を推定し、静穏領域の光球において、乱流が発達している領域の解析を行った。その結果、線幅の広い領域が粒状斑よりも小さい構造 (< 300 km) を持って分布していることが分かった。光球面ドップラー速度と線幅のクロスコ

ヒーレンスにおいても、同様の小規模スケールで相関が見られた。本講演では、これらの結果を踏まえ、光球面乱流の発達過程とそれによる磁場構造形成について議論を行う。

1. H. Lin and T. Rimmele (1999), ApJ, 514, 448
2. M. Rempel (2014), ApJ, 789, 132

## 13 Hinode-IRIS-ALMA によるプラージュ領域同時観測

阿部 仁 (国立研究開発法人 宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所 M2)

太陽では、光球 (表面) よりも、熱源から離れた彩層・コロナ (上層大気) の方が一桁・二桁ほど高温である。太陽の熱源は内部にあるため、単純な熱伝導ではこの大気構造は達成されない。そのため、この大気構造は波動や小さな磁気リコネクション (ナノフレア) のような非熱的なエネルギー輸送によって維持されていると考えられているが、どのメカニズムが加熱に重要であるかはまだわかっていない。温度などの物理量の時間変化はこの問題を解決する鍵の一つである。ALMA によるマイクロ波観測は彩層の放射強度が測定でき、ALMA の信号の変動は主に彩層の温度変化によってもたらされる。我々は 2017 年 3 月 19 日に太陽面北東部に位置するプラージュ領域で ALMA の観測 (100GHz、ビームサイズ 3.7 arcsec) を行い、太陽観測衛星/可視光磁場望遠鏡「Hinode/SOT」、太陽観測衛星「IRIS」でも同領域を観測した。まず、Hinode, IRIS, ALMA のコアライメントを行い、画像のズレが数秒角以内であることを確認した。また、ALMA のノイズレベルを、Shimojo et al. (2017) の手法を用いて、2つの直交した直線偏光のデータの差分をとることで推定し、得られた像のノイズレベルは 25 K ( $1\sigma$ ) となった。本研究ではナノフレアの候補を見つけるために突発的な増光に注目した。我々は、1分以内に  $3\sigma$  (75K) を超える突発的な温度上昇を数多く発見した。SP マップと比較することで、それらは磁気中性線の付近でよく観測されることがわかった。この結果は、磁気中性線の付近では正極と負極の磁場が入り混じり、磁気リコネクションが頻繁に起こりやすい環境になっていたことを示唆する。本講演では光球の磁場がどのように ALMA の彩層温度や IRIS の彩層での放射強度の突発的な応答と関連しているのかを議論したい。

1. M. Shimojo et al., 2017, SoPh, 292, 87

## 14 撮像観測による太陽彩層微細構造の3次元速度場の解析

徳田 怜実 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M2)

太陽観測衛星ひのでをはじめとする高空間分解能の観測により、太陽彩層中には幅 100~200km 程の微細な筋状構造がいたるところに存在し、ダイナミックに運動していることが分かっ

てきた。それらの構造の中には周期的に振動しているものも見つかっており、振動周期や位相速度などから、磁場や密度・温度などプラズマ現象の理解において重要なパラメータを推定する手法 ([1] など) も提唱されている。このように彩層微細構造の観測・解析は彩層のさらなる理解のために重要であるが、地上観測により詳細な解析を行うには、シーイングの影響を最大限抑え、高空間分解能の観測を行う必要がある。

我々が観測に用いている狭帯域チューナブルフィルター (UTF-32)[2] は、7 層の方解石や液晶可変遅延素子のブロックからなる透過幅  $0.25\text{\AA}$  ( $\text{H}\alpha 6563\text{\AA}$  付近) のフィルターで、出口に偏光ビームスプリッターを置くことで波長中心  $\pm 0.5\text{\AA}$  の同時撮像が可能である。得られる画像はシーイングによる像の歪みが全く同じであるため、差分から得られるドップラーグラムはシーイングの影響が抑えられたものとなる。また観測データに画像回復手法 [3] を適用することで、飛騨天文台ドームレス太陽望遠鏡の口径 60cm に対してほぼ回折限界の空間分解能 ( $\sim 0.25$  秒角) を持つ  $\text{H}\alpha$  画像およびドップラーグラムが得られ、彩層中で振動やねじれなどの運動が確認された。本講演では観測装置と得られたデータの解析結果について述べる。

また、飛騨天文台では UTF-32 の透過幅を全波長に渡りこれまでの半分にするため、フィルターを新たに 1 層増やす改良作業を行い、2018 年 5 月には  $\text{H}\alpha$  だけでなくより幅の狭い  $\text{Mg}5172\text{\AA}$ 、 $\text{Ca}8562\text{\AA}$ 、 $\text{He}10830\text{\AA}$  などの彩層のラインで同様の観測が可能となった。そしてこの装置を用いた観測を、中国の雲南天文台にある口径 1m の太陽観測望遠鏡 NVST を用いて行う予定である。この改良作業と新たな観測・解析結果についても合わせて述べる。

1. Kuridze, D., Verth, G., Mathioudakis, M., et al. 2013, ApJ, 779, 82
2. Hagino, M., Ichimoto, K., Kimura, G., et al. 2014, Proc. SPIE, 9151, 91515V
3. van Noort, M., Rouppe van der Voort, L., & Löfdahl, M. G. 2005, SoPh, 228, 191

## 15 飛騨天文台 SMART/SDDI で観測された浮上磁場領域とアーチフィラメントシステム

町田 亜希 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M2)

太陽の光球の下から新たに磁場が出現した場所一帯のことを、浮上磁場領域という。磁束管がプラズマを伴って次々と浮かんでくるため、浮上磁場領域の上空ではアーチフィラメントシステムというアーチ状の構造が見られる。この領域が成長すると活動領域となり、フレア (太陽面爆発) を引き起こすことがある。また、浮上した磁力線が周囲の磁力線とつながりかわることでフレアを誘発することもある。したがって、磁場が浮上した初期の段階の研究は重要である。さらに、フレア等に伴う宇宙環境の擾乱 (宇宙天気) の研究に示唆を与えることもできると

考えられる。

今回は、京都大学飛騨天文台 SMART 望遠鏡搭載の SDDI (Solar Dynamics Doppler Imager) による  $\text{H}\alpha$  線データより、2018 年 2 月 25 日の磁気浮上に伴うアーチフィラメントシステムを選び、速度場の導出を行った。SMART/SDDI では、 $\text{H}\alpha \pm 9\text{\AA}$  の波長域を、波長分解能  $0.25\text{\AA}$ 、時間分解能 15 秒でデータ取得することが可能である。この性能を活かして太陽での突発現象をとらえるために、彩層速度場の全面モニタリングが既に行われている [1]。[1] は主に彩層上空に浮かぶフィラメントを対象とし、クラウドモデル [2] を用いて速度場を導出している。フィラメントは 10 万 km 程度の長さをもつプラズマの雲であるのに対し、本研究で着目するアーチフィラメントシステムは 1 万 km 程度と 1 桁小さい構造である。このアーチフィラメントシステムに対しても同様に速度場を導出できるかどうか検証を行った。その結果、視線方向に向かって  $20\text{--}30\text{ km s}^{-1}$  程度の速度成分がアーチフィラメントシステムに対して検出できた。さらに本発表では、SDO 衛星による極端紫外線データ、磁場データと比較し、アーチフィラメントシステムの速度場と温度、磁場の時間発展について議論する。

1. Otsuji, K., Ishii, T.T., Ichimoto, K., 2017, Poster Presentation in ASJ 2017 Autumn Annual Meeting
2. Beckers, J. M., 1964, Ph.D. Thesis, 49

## 16 種族 II 矮新星で初めて観測されたスーパーアウトバースト

大西 隆平 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M2)

矮新星は、主星が白色矮星であり伴星が晩期型主系列星である近接連星系である。連星系は重力波放射などによって角運動量を失うため、伴星がロッシュローブを満たしているとき伴星から主星へ質量が輸送される。それによって矮新星は、質量比と軌道周期がともに小さくなる方向に進化する。種族 II 矮新星は、金属量が少ないため伴星の密度が大きく、通常の矮新星とは異なる進化経路を辿ることが理論的に示されている。進化経路を観測的に確かめるためには、多くの矮新星について軌道周期と質量比を求めることが重要である。

軌道周期と質量比は、静穏状態の分光観測や食の観測から推定されてきた。しかし、静穏状態の矮新星は暗いため、多くの矮新星に適用することはできない。一方質量比については、スーパーアウトバースト中の測光観測から推定する手法が我々の研究で確立されてきた [1]。それはスーパーアウトバースト中の降着円盤の振る舞いについての理論的な解釈に基づいている。この手法により、矮新星進化を観測的に得ることができると期待される。ただし、金属量が小さい場合でも適用できるかどうか確かめる必要がある。

2017 年 3 月、種族 II 矮新星として唯一知られている OV Boo [2] が初めてスーパーアウトバーストを起こした。可視測

光観測を行った結果、増光幅は約7等級、期間は約30日間であり、再増光は観測されなかった。この観測から質量比と軌道周期を求めたところ、食の観測から求められている値 [3] とよく一致した。これにより、スーパーアウトバーストの解釈が種族II矮新星でも正しいということが確認された。

1. Kato, T., & Osaki, Y. 2013, *PASJ*, 65, 50
2. Uthas, H., et al. 2011, *MNRAS*, 414, 85
3. Savoury, C. D. J., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 3

## 17 軟X線、H $\alpha$ 線、可視連続光による巨大恒星フレア同時多波長観測の成果

河合 広樹 (中央大学 天体物理学研究室 M2)  
恒星フレアは巨大なものほど発生頻度が低いため、放出エネルギーの大きい巨大恒星フレアは検出が難しい。しかし2009年に全天X線監視装置MAXIが稼働を開始し、超巨大な恒星フレアのサンプルを取得できるようになった。MAXIは90分に一度、全天の80パーセントを超える範囲を走査するからである。2018年4月現在では、105個のフレアが検出されており、X線では統計的議論が可能になった。その結果、巨大恒星フレアの温度は太陽と数倍程度しか変わらないが、プラズマ規模は太陽より6桁大きいことが明らかとなっている (Tsuboi et al. 2016)。フレアループの長さを導出する関係式 (Shibata & Yokoyama 1999) を用いると、巨大恒星フレアではループが星半径の10倍以上までになる。MAXIが検出する星の半数は連星であり、星と星との距離は星半径の2.3倍程度であることを考えると、巨大恒星フレアは伴星を飲み込む大きさである。太陽フレアと同様のダイナモプロセスで本当に伴星を飲み込むほどの大きさのフレアは発生し得るのだろうか。

我々は、MAXIの運用チームに所属しており、MAXIの速報データを扱うことができる。また、中央大学の後楽園キャンパスに可視光測光望遠鏡CATと可視光分光望遠鏡SCATによる観測体制が2018年に完成した。この環境を用いて我々は、軟X線、H $\alpha$ 線、可視連続光の同時多波長観測、および多波長モニターを行うことにした。私は、2016年10月から2018年4月までの期間で8件の巨大恒星フレア追観測に成功した。本講演では、その成果について発表する。

1. Tsuboi et al. 2016, *PASJ*, 68, 90
2. Shibata & Yokoyama 1999, *ApJ*, 526, 49

## 18 単独G型主系列星に対するスーパーフレア調査

杉田 龍斗 (中央大学 天体物理学研究室 M2)  
現在までの太陽最大フレア ( $\sim 10^{32}$  erg) に比べ桁違いに大きなエネルギーを持つフレアをスーパーフレアと呼ぶ。スーパーフレアはCygnus領域を常にモニターしている可視光衛星ケプラーにより多数の太陽型星から発見された。一方、X線帯域で

は太陽型星からのスーパーフレア検出数が2発とサンプル数が少なく、統計的な議論が行われていない。

そこで、我々は20pc以内の単独G型主系列星52天体に対しX線でフレア調査を行った。52天体中、ROSAT 1RXSカタログにある天体(R1天体)は16天体であり、その内6天体がXMM-Newton視野内にあり5天体が検出された。この5天体の定常X線光度(Lxq)は $\sim 10^{28}$  erg/sであるとわかり、内4天体から $\sim 10^{32}$  ergのフレア6発を確認した。これらのフレア6発中、最大フレアエネルギーは $7.7 \times 10^{32}$  ergでスーパーフレアに準ずるエネルギーであった。一方ROSAT 1RXSカタログにない天体(not R1天体)は36天体であり、その内5天体がXMM-Newtonの視野内に存在し、3天体が検出された。そしてこの3天体はフレアを起こしておらず、定常X線光度(Lxq)が太陽程度の $\sim 10^{27}$  erg/sであることがわかった。

先行研究で太陽は約1年に1回の頻度で最大クラスのフレア( $\sim 10^{32}$  erg)を起こすことが知られている。そこでR1天体に対し全観測時間(約2.5日)内のフレア発生頻度を求めると、約半日に $\sim 10^{32}$  ergのフレアが1発起こることが示唆され、太陽に比べてフレア頻度が約3桁高いことが分かった。そして今回検出された全8天体の自転周期と年齢の関係は、正の相関があり、特にnot R1天体の自転周期及び年齢が太陽のそれと桁で一致していた。さらに、X線活動性を表すロスビー数(自転周期/汲み上げ時間)やLxqにおいても、not R1天体が桁で太陽と酷似していることが分かった。