
2021 年度 第 51 回 天文・天体物理 若手夏の学校
太陽・恒星 アブストラクト集

鳥海 森 (宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所太陽系科学研究系・国際トップヤングフェロー)

8月23日 10:00–11:00 B会場

太陽恒星に普遍的な磁気活動現象としての黒点・フレア爆発

太陽フレアは、黒点上空のコロナに蓄積された磁気エネルギーが、磁気リコネクションを通じて突発的に解放される現象である。近年、太陽型星において、太陽を遥かに上回るエネルギー規模の「スーパーフレア」が発見された [1]。スーパーフレアは、その統計的性質の類似から、太陽フレアと同様のメカニズムで生じると想定されるが、フレアに伴う強烈な X 線・紫外線放射は、系外惑星の大気形成や、延いてはハビタビリティを左右する可能性がある。また、大規模なコロナ質量放出が高頻度で発生する場合、恒星の質量損失率は恒星風から想定される値から逸脱するため、恒星進化自体を再考する必要があるかもしれない。恒星フレアを理解する上で特に重要となるが、これらのフレア活動がどのような磁気的環境において生じるのかという問題である。太陽フレアの観測から、フレアは、大きく、複雑で、急速に成長する黒点に生じやすいことが知られている [2]。また、最新の磁気流体シミュレーションにより、フレア黒点の複雑性は、太陽深部の背景対流場によって与えられることが明らかになった。では、実際の恒星黒点ではどうだろうか？ Kepler 衛星などによる可視測光観測から、恒星黒点の時間変化が明らかになりつつある。また、ゼーマン・ドップラー法により、特に自転の速い恒星について、表面の磁場分布が求められている。しかし、フレアに先行する磁気エネルギー蓄積を解明するには、光球の黒点磁場だけでなく、紫外線や X 線により、その上空（彩層やコロナ）の情報を取得することが重要である [3]。講演では、太陽恒星に共通する磁気活動現象として黒点やフレア爆発を概観するとともに、多波長同時観測による恒星黒点の解明を含めた、2020 年代以降の展望について議論する。

1. Maehara et al., Nature, 485, 478, 2012
2. Toriumi & Wang, LRSP, 16, 3, 2019
3. Toriumi et al., ApJ, 902, 36, 2020

大場 崇義 (国立天文台 Solar-C プロジェクト)

8月25日 11:15–12:15 C会場

国際共同大気球観測実験「SUNRISE-3」で迫る太陽大気のダイナミクス

太陽表面大気である光球では熱対流運動が活発に生じている。この対流運動には膨大な運動エネルギーが蓄積されており、上空大気である彩層・コロナ中で生じている動的現象には対流運動が起因すると考えられているものが多い。そのため、太陽大気のダイナミクスを理解するためには、光球における乱対流運動と上層大気の物理現象を同時に精密偏光分光観測し、それらの関係を明らかにすることが重要である。この観測要求を満たすのが、2022 年 6 月に放球が予定されている国際共同大気球観測実験「SUNRISE-3」である。本実験は、ドイツ・スペイン・アメリカ・日本による国際共同プロジェクトである。口径 1m(ひのでの 2 倍) の大口径望遠鏡を搭載し、大気ゆらぎの影響を受けない高精度・高解像度観測が可能である。SUNRISE-3 には 3 つの観測機器が搭載され、このうち近赤外線偏光分光装置 (SCIP: Sunrise Chromospheric Infrared spectroPolarimeter) の開発は国立天文台が中心となって進めている。SCIP が観測する波長帯 (770・850nm) には多数の光球・彩層のスペクトル線が含まれ、各物理量 (温度・速度・磁場) の高さ構造を連続的に抽出することが可能である。本講演では、最近の光球における乱対流運動に関する研究および SUNRISE-3/SCIP 開発に関する紹介を私見を交えて行う。

太恒 1

スケール則を用いた、質量噴出を伴う太陽静穏領域小規模フレアと活動領域でのフレアの統一的理解

古谷侑士 (京都大学理学研究科附属天文台 博士課程 2年)

太陽静穏領域では、小規模な突発的増光(フレア)を伴う質量噴出現象が観測されている [1]。これらの現象は、光球磁場の時間変動や視線方向速度の推定から、磁力線の繋ぎかえ(磁気リコネクション)による磁気エネルギーの解放が起源になると考えられている。そのため、これらの現象は、コロナ質量放出を伴う活動領域のフレアのミニチュア版であると指摘されている。しかし、これまで静穏領域で見られる小規模フレアについて、活動領域のフレアで成立するスケール則 [2] を満たすかどうか調べられたことはなかった。そこで、本研究では質量噴出を伴う静穏領域小規模フレアについて、SDO/AIA を用いて空間スケール、温度、電子密度、emission measure を求めて [2] のスケール則と比較を行い、活動領域のフレアと統一的な理解が可能かを検証した。

解析は 2019 年 9 月 7 日に飛騨天文台 SMART/SDDI の H α 線で発見された 35 例の静穏領域小規模フレアを伴う質量噴出現象を対象とした。これらのイベントについて、[3] で提案されている方法を用いて、SDO/AIA の 6 チャンネルからフレアが起きている領域での differential emission measure (DEM) を求めた。そして、推定された DEM から、フレアが起きている領域での温度、電子密度、emission measure を求めた。解析の結果、フレアが起きている領域の空間スケール L 、温度 T 、電子密度 n_e 、emission measure EM はそれぞれ $900 \text{ km} \leq L \leq 6600 \text{ km}$, $6.07 \leq \log T \leq 6.25$, $9.18 \times 10^8 \text{ cm}^{-3} \leq n_e \leq 3.19 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$, $3.6 \times 10^{42} \text{ cm}^{-3} \leq EM \leq 1.51 \times 10^{45} \text{ cm}^{-3}$ のようになった。また、[2] のスケール則と比較を行ったところ、コロナ磁場が 5 G の場合とよく一致することがわかった。これは、静穏領域の磁場が活動領域に比べて小さいことと整合的である。本講演ではこれらの結果の詳細を報告する。

1. Hermans & Martin, NASA Conference Publication, 2442, 369, 1986
2. Shibata & Yokoyama, ApJ, 526, L49, 1999
3. Hannah & Kontar, A&A, 539, A146, 2012

太恒 2

輝線強度比を使ったポストフレア領域の電子密度評価

石神 瞬 (国立天文台 M1)

フレアは太陽大気で起きる爆発現象であり、磁気エネルギーを運動エネルギー・熱エネルギーなどに変換することで、エネルギーを解放していると考えられている。フレアはループ状に明るく輝くが、その物理プロセスとしては以下のようなモデルが考えられている。まず、エネルギー解放により、フレアの磁気ループ内の電子は加速される。次に、電子はループに沿って下降し、足元の高密度のプラズマに衝突する。この衝突により、足元にあった高密度プラズマは加熱され、圧力が上昇し、ループ内に逆流する。最後に、上昇したプラズマによってループ全体が高密度になり、X線・紫外線で明るく輝く。このモデルでは特に、高密度のプラズマが上昇していく過程を「彩層蒸発」と呼ぶ。ところが、Acton et al. (1992)¹ では、ループの頂点のみが軟 X線 で明るく輝いていることがわかった。これは、ループの足元などからも放射が見られると考える「彩層蒸発」モデルと矛盾する。

Acton et al. (1992)¹ の観測したようなフレアループの内部で、何が起きているか理解するためには、ループの密度分布がどのように変化しているか知る必要がある。そこで本研究では、 $T_e \geq 4 \text{ MK}$ の比較的温度の高いプラズマに対して有効な、ArXIV の 2 輝線の強度比を計算し、ポストフレア領域の電子密度を評価した。方法として、ひので衛星搭載の極端紫外線分光装置 EIS の観測波長全域を含むスペクトルを解析した。そして、得られた輝線強度比と原子データベースの計算結果を使い、電子密度を求めた。本公演では有効面積の波長校正の妥当性や、ブレンドした輝線の影響などを踏まえ、詳細を議論する。

1. Acton, Loren W, et al., PASJ, 44, L71-L75, 1992

太恒 3

太陽ジェット現象における FIP 効果の研究

井上 大輔 (京都大学 理学研究科物理学・宇宙物理学専攻 M2)

太陽大気中では、多様な磁気プラズマ活動現象が発生している。太陽彩層は温度約 1 万度で部分電離状態にあるものの、非常にダイナミックな磁気プラズマ現象が起きていることが太陽観測衛星「Hinode」などによって分かっている。太陽上層大気のコロナでは重元素の組成比が太陽表面の光球の組成と異なり、特に、第一電離ポテンシャル (First Ionization Potential, FIP) が低い (約 10 eV 以下) 元素の割合がコロナ中で光球中と比べ大きくなる、という現象 (FIP 効果) がしばしば観測的に得られている。太陽の磁場の強い活動領域上空でのプラズマ中 [1] や太陽風中 [2] のような領域では FIP 効果が定常的な現象として現れる。また、恒

星コロナの元素組成では、晩期スペクトルの星になるにつれて、FIP 効果とは真逆の現象（低い FIP をもつ元素の割合がコロナ中で小さくなる）の「逆 FIP 効果」に転ずることも観測的に分かっている [3]。FIP 効果は彩層中で電離したイオンが選択的に大きく力を受けることで中性粒子との振る舞いに違いが出るために生じる。したがって、FIP 効果の強さを調べることで、部分電離プラズマのダイナミクスの理解に迫ることができる。

発表者は、太陽で起こるジェット現象について FIP 効果の空間・時間変化の研究を行っている。そこで本発表では 2017 年 4 月 2 日に発生したフレアに伴うジェットについて、FIP 効果の空間変化を調べた結果を報告する。本研究では、Hinode に搭載された極端紫外線撮像分光装置 (EIS) による観測データから低 FIP および高 FIP の元素の輝線強度比を求め、FIP 効果の強さを調べた。また、時間変化や FIP 効果の定量的評価についても言及する。

1. Widing, K. G. & Feldman, U. 2001, ApJ, 555, 426.
2. von Steiger, R., Schwadron, N. A., Fisk, L. A., et al. 2000, J. Geophys. Res., 105, 27217.
3. Wood, B. E. & Linsky, J. L. 2010, ApJ, 717, 1279.

太恒 4

太陽フレアからのガンマ線の起源解明を目指したシミュレーション研究 柴田 健吾 (大阪大学 宇宙進化グループ M1)

太陽フレアは磁気リコネクションと呼ばれる物理過程によって駆動される爆発現象であり、しばしばコロナ質量放出 (CME) を引き起こす。太陽フレアにおける重要な未解決問題の一つに、フレアの発生から CME に至るまでの過程で非熱的な陽子・電子がどのように加速されるのかというものがある。これまでに、CME に伴う衝撃波によって陽子が加速されること [1] や磁気リコネクションが生じる微細磁場構造内での衝撃波を介した閉じ込め加速 [2] などが主張されているが、リコネクション領域から CME に至るまでの包括的な加速機構の理解はされていない。磁気リコネクションに伴う粒子の加速は宇宙で普遍的に起こっているものと考えられており、そのため太陽フレアにおける粒子の加速機構を解明することは基礎的な宇宙物理の発展にも重要である。

我々は太陽フレアの最高エネルギー放射である γ 線に注目して粒子加速機構と観測の関係を解き明かすことを目指している。フェルミ γ 線宇宙望遠鏡による観測データ [3] によると、 γ 線の放射はフレアが終わった後も続いているため、この γ 線はリコネクション領域で加速された陽子の他に CME の上端で加速された陽子が太陽表面に衝突するこ

とも発生すると考えられる。したがって、フレアの発生から CME に至るまでの長時間スケールのモデリングをし、観測と比較することで包括的な加速機構の解明につながると期待できる。

そこで我々は、まず Takahashi et al. (2017)[4] の追試として太陽フレアによる CME の磁気流体シミュレーションを行った。今後はシミュレーションで得られた背景場のなかで陽子がどのようにエネルギーを獲得し、太陽表面へと伝播するかを粒子法によって調べようとしている。本講演では計算結果をもとに CME の発生過程について説明しつつ、今後の展望についても議論する。

1. Reames et al., ApJ, 466, 473, 1996
2. Nishizuka & Shibata, Phys. Rev. Lett, 110, 051101, 2013
3. Ackermann et al., ApJ, 787, 15, 2014
4. Takahashi et al., ApJ, 848, 102, 2017

太恒 5

京都大学飛騨天文台 SMART/SDDI を用いた“星としての太陽活動現象”と $H\alpha$ スペクトルの対応に関する研究

大津 天斗 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M1)

太陽フレアは太陽大気における、突発的な磁気エネルギー解放現象である。近年では、太陽に比較的似た恒星でも太陽フレアのような突発的なエネルギー解放現象が観測されており [1]、特に最大級の太陽フレアの 10 倍以上のエネルギーが放出される現象はスーパーフレアと呼ばれる。スーパーフレアの発生機構は未解明であり、その解明のため恒星フレアの研究が活発に進められている。

現在の観測技術では、表面を空間分解して観測可能な恒星は太陽に限られる。そのため、太陽を遠くの恒星のように観測する、つまり、太陽活動現象の詳細な観測データを空間積分することで、太陽フレアと恒星フレアの直接比較を行うことが、恒星フレアの理解に繋がると考えられる。こうした観点から、太陽のデータを空間積分し、恒星と太陽の $H\alpha$ スペクトルを比較する研究が行われている。その結果、太陽のプラズマ噴出観測例と定性的によく似た現象が恒星でも確認された [2]。しかしながら、このような比較研究はまだ少なく、太陽のデータの積極的な活用が期待されている。

本研究では、より様々な太陽活動現象と $H\alpha$ スペクトルの対応を、飛騨天文台 SMART/SDDI の $H\alpha$ 線太陽全面像 (波長分解能 0.25\AA で $6562.8 \pm 3\text{\AA}$ or 9\AA の範囲のスペクトルも取得可能) のデータを用いて調べた。その中で、フレ

ア、太陽面内あるいはリム外へのプラズマ噴出などについて、空間積分した $H\alpha$ スペクトルを調べた結果、フレアは高速成分をもたない増光として、太陽面内のプラズマの噴出/落下はそれぞれ blue/red 側の吸収として、視線速度をもつリム外へのプラズマの噴出は中心波長からシフトした増光として現れることなどを確認した。本講演では、これらの結果の詳細を報告し、恒星フレア研究における太陽観測データの有用性について、今後の展望を議論する。

1. Maehara, H., et al. 2012, *Nature*, 485, 478
2. Namekata, K., et al. submitted

太恒 6

可視光測光・分光同時観測で迫る恒星スーパーフレアにおける熱的メカニズム

浪崎 桂一 (京都大学 理学研究科物理学・宇宙物理学専攻 M1)

恒星の表面で発生するフレアは、磁気エネルギーが熱エネルギーおよび粒子の運動エネルギーに変換される爆発現象であると知られており、太陽で見られる一般的なフレアのエネルギーは $10^{29} \sim 10^{32}$ erg 程度である。一方、最大級の太陽フレアの 10 倍以上のエネルギーを解放するスーパーフレアが近傍の恒星において確認されており [1]、その恒星の周りを回る惑星に対してどのような影響を与えるかという観点で近年注目されている。これまでスーパーフレアの研究は主に測光観測で行われてきているため、恒星大気がどのように加熱され、どのように運動するのかほとんどわかっていない。太陽フレアの発生時にはコロナ中で加速された粒子が彩層上部に流れ込み、彩層大気を加熱し下方に圧縮することで赤方偏移する $H\alpha$ 輝線が観測される [2]。故に恒星フレアにおいても $H\alpha$ 線の観測から加熱機構を推定できると期待される。ところが小規模な恒星フレアにおける赤方偏移した $H\alpha$ 線の観測は数例報告されているものの [3]、スーパーフレアにおける $H\alpha$ 線輪郭の詳細な性質や加熱機構は未だわかっていない。

本研究では活発なフレア星である M 型星 YZ CMi (年齢 5 Gyr、自転周期 2.8 日) を対象として、TESS 衛星による可視光測光観測とせいめい望遠鏡を用いたこれまでにない高精度・高時間分解能での $H\alpha$ 線分光観測を行った。その結果、2021 年 1 月 24 日には 10^{34} erg 程度のスーパーフレアの観測に成功した。同フレアにおいて可視連続光の増光に伴い、数 100 km/s で赤方偏移する $H\alpha$ 線の非対称性成分が見られた。本講演では、このスーパーフレアにおける $H\alpha$ 線の赤方偏移や白色光の大きさとその時間変動について報告し、先行研究の成果と比較して議論する。

1. Maehara, H., Notsu, Y., Namekata, K., et al., 2021, *PASJ*, 73, 44
2. Ichimoto, K. & Kurokawa, H. 1984, *Solar Physics*, 93, 105
3. Houdebine, E. R., Foing, B. H., Doyle, J. G., et al., 1993, *A&A*, 274, 245

太恒 7

狭帯域フィルターを用いた金属欠乏星の探査

岡田 寛子 (甲南大学 自然科学研究科物理学専攻 M1)

金属欠乏星とは、H と He 以外の元素である重元素、すなわち金属の少ない恒星である。これらは金属が少ない宇宙の初期に誕生した星であり、形成当時の情報を保持していると考えられる。よって、金属欠乏星を観測することで、その星が生まれた古い時代の宇宙の元素組成や化学進化などの情報を得ることができる。金属欠乏星の探査方法のひとつとして、狭帯域フィルターを用いた広視野測光観測がある。

本講演では、SkyMapper 望遠鏡を用いた探査観測について報告した先行研究 (G.S. Da Costa et al. 2019) についてのレビューを行う。SkyMapper 望遠鏡は南半球の空の約 17200deg^2 に対して全 6 バンド (u, v, g, r, i, z) で観測を行っている。このうち、v バンドフィルターは恒星の金属量が低くなると弱くなるカルシウムイオンの吸収線 (Ca H & K 線) に感度があり、v バンドの明るさから金属量を推定することができる。SkyMapper 望遠鏡によって選択された金属欠乏星候補天体は 2.3m 望遠鏡によって追観測が行われた。追観測が行われた候補天体 2618 個のうち、93 % の天体が $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.0$ を満たしており、非常に効率的に候補天体を選択されていることがわかった。今回用いた選択方法では、炭素の組成が鉄の量に比例する C-normal 星が多く、金属量に関してほとんどバイアスが無い。低分散分光で観測されたこれらの天体の金属量分布関数は、 $-4.0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.75$ において $(\log N)/[\text{Fe}/\text{H}] = 1.5 \pm 0.1$ の冪乗則的な傾きを持つが、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -4.2$ で急激に低下する。この限界値は、現在の星形成に類似したダストによるガス冷却プロセスによって低質量の星を形成するための閾値であると考えられる。

また、上記レビューに加えて、私自身の研究内容である 105cm シュミット望遠鏡 Tomo-e Gozen Camera による観測データを用いた金属欠乏星探査についても紹介する。

1. G. S. Da Costa et al. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489 : 5900-5918, (2019)

太恒 8

ひまわり衛星が明かすベテルギウスの大減光の謎 谷口 大輔 (東京大学 D2)

太陽の約9倍以上の質量を持つ恒星(大質量星)は、主系列星としてその短い寿命の大半を終えた後に赤色超巨星へと進化する[1]。赤色超巨星は超新星爆発の親星の一種としても知られ、その脈動や質量放出、進化経路に至るまで様々な観点から研究されてきた。とりわけ、オリオン座の肩にあるベテルギウスはその近さゆえに最も詳細に研究されてきた赤色超巨星の一つである。

ベテルギウスは2019年末から2020年初頭にかけて可視光で大きく(~ 1.2 mag)減光し、天文研究者のみならず一般社会からの注目も集めた。この大減光の原因として、(1)有効温度の低下、(2)大規模な質量放出による星周減光の増加、の二つの仮説が提案されている。この両者がともに大減光に寄与したとする説を支持する研究が多いものの[2]、星周減光が増加した直接的な証拠は未だ得られておらず、温度低下のみで大減光が説明可能だという指摘もある[3]。

そこで我々は大減光時の星周減光増加の有無を検証するため、気象衛星ひまわり8号が2017年から2021年にかけて撮影した画像を用いた測光を試みた。ひまわり衛星は地球自体とともに地球の縁から約1度以下の範囲の宇宙空間を10分おきに撮像している。我々はこの撮像データの開口測光により、 $0.45\text{--}13.5\ \mu\text{m}$ にある16バンドでベテルギウスの4.5年間に渡る光度曲線を得た。これらの光度曲線のうち、まず可視光と近赤外線光度曲線を光球のモデルスペクトルと比較することで、有効温度の低下と星周減光の増加の両方が大減光に同程度寄与していた可能性を示唆した。更に、 $10\ \mu\text{m}$ にあるシリケートダストの輝線バンドの光度曲線を輻射輸送モデルと比較することで、大減光時の星周ダスト形成を直接確認した。

1. Ekström, S. et al., *A&A* **537**, A146 (2012).
2. Montargès, M. et al., *Nature* **594**, 365 (2021).
3. Harper, G. M. et al. *ApJ* **905**, 34 (2020).

太恒 9

SMART/SDDIによる太陽大気における波動の伝播と磁場との関係の観測的研究 白戸 春日 (京都大学 修士2年)

太陽大気は、光球から彩層・コロナにかけて温度が急上昇している。そのメカニズムは未だ解明されておらず、彩層・コロナ加熱問題と呼ばれているが、有力な説のひとつとして、波動が伝播することでエネルギーを輸送するという波動加熱説が考えられている。静穏領域の彩層は、超粒状斑の境界上で比較的磁場の強いネットワーク領域(NR)と、超粒状斑の内部で磁場が弱いインターネットワーク領

域(INR)とに分けられる。これまでの理論研究から、光球で励起された音波は、NRの磁力線が傾いた領域であればcutoff周波数(~ 4 mHz)よりも低い周波数の波も上へ伝播出来ると考えられており[1]、実際に観測でも確かめられている(e.g.,[2])。また、波動には音波以外に磁気音波やAlfven波なども考えられる。このように、波動の伝播と、NR及びINRとの関係を調べるのが非常に重要である。

本研究では、京都大学飛騨天文台SMART/SDDIを用いて12時間半連続観測されたH α ($6563\ \text{\AA}$)の撮像分光データを使用し、disc centerの静穏領域246 arcsec平方を解析した。そしてH α プロファイルから、コンティニウムの強度、line centerおよびwingでの速度などのパラメータを抽出し、フーリエ解析および位相差解析を行った。

その結果、centerとwing双方の速度パワーマップは、3分周期および5分周期でも、NRよりもINRで強かった。一方、centerの強度のパワーマップは、3分周期でも5分周期でも、INRよりもNRで強かった。コンティニウム強度とcenterでの速度の位相差については、cutoff周波数を境にエバネッセントから上への伝播波に変化しており、INRの方がNRよりもその位相差が大きくなっていた。centerの速度とwingの速度の位相差については、全周波数で ± 10 度以内の小さな値しか検出されなかった。さらにcenterでの強度と速度の位相差には、NRとINRの間で大きな違いがあることが分かった。

本講演では、解析で得られた結果を紹介し、今後の研究計画について述べる。

1. Suematsu, 1990, LNP, 367, 211
2. Kontogiannis, I., Tsiropoula, G., Tziotziou, K. 2010, A A, 510, A41

太恒 10

磁気音波による彩層加熱における磁場構造の依存性について 児山 真夕 (東京大学/宇宙航空研究開発機構 M2)

彩層やコロナといった太陽上層大気を非熱的に加熱するメカニズムの1つとして、磁力線を伝播する磁気流体波によりエネルギーを運ぶ「波動加熱説」が提案されている。本研究では、磁気音波のうち、彩層の加熱に寄与すると考えられている磁気音波に注目した。磁気音波は、カットオフ周波数(5.2 mHz)以下の成分は彩層に伝播しないと言われているが、Bel & Leroy (1977)[1]の理論計算によれば、光球面に対する磁力線の傾きによってカットオフ周波数が変化するという結果が得られている。さらに、Jefferies et al. (2006)[2]によって、プラズマ β が小さく($\beta \leq 1$)、磁力線

が光球面の法線方向に対して 30° 以上傾いている領域で、5.2 mHz 以下の波動が彩層に伝播していることが観測的に明らかになった。

本研究の目的は、この結果をより詳細な磁場データを用いて検証することである。そこで、光球での磁場強度と磁力線の傾きに依存して低周波数の波動がどの程度彩層に伝播しているかを調べた。解析には、2018 年 2 月 8-12 日にひので衛星と IRIS 衛星が行ったプラージュ領域の同時観測データを用いた。はじめに、ひので衛星可視光・磁場望遠鏡 (SOT) スペクトロポリリメーター (SP) による視野 3" × 82"、時間分解能 21s の偏光分光データと、IRIS 衛星の SP と同じ視野内の分光データで位置合わせを行った。次に MgIIk 線のドップラー速度を測定することで彩層に伝播する波動の周波数成分を調べ、SP データから求めた背景磁場構造の特徴ごとにそれらを分類した。その結果、光球で磁力線の傾きが 50° 以上の領域では、5 mHz 以下の成分が彩層で卓越していることがわかった。これは、磁力線の傾きにより、実効的な重力が小さくなりカットオフ周波数が減少したことで、低周波数の成分が彩層に伝播したと考えられる。

1. Bel, N., & Leroy, B. 1977, A&A, 55, 239
2. Jefferies, S. M., McIntosh, S. W., Armstrong, J. D., et al. 2006, ApJL, 648, L151

太恒 11

光球での振動によるエネルギー輸送について 松田 有輝 (京都大学 理学研究科物理学・宇宙物理学専攻 M1)

光球よりも上層の彩層・コロナは、光球よりも温度が高い。しかし太陽のエネルギー源が内部にあることを考えると、上空に行くほど温度が下がるはずである。したがって、上層に向かって何らかのメカニズムによってエネルギーを伝播させる必要がある。本研究では、エネルギーを運ぶメカニズムの一つである振動に注目し、光球から彩層へのエネルギー輸送を考えた。太陽光球は 5 分振動など、様々な周波数の変動が重なって振動している。太陽の振動は速度場で最も顕著だが、強度や吸収線の幅など、他の観測量も振動を示す。これらの振動は、太陽大気温度と密度の変化によって引き起こされる。振動の時系列に対してフーリエ変換を行うことで、周波数ごとの振幅や各振動間の位相差を導くことができる。そこで得られた速度変動と温度変動の位相差から各周波数の振動がエネルギーをどのように運ぶのかが分かる。

しかし、このような振動の観測と位相差の解析から太陽光球下部において 5 分振動によるエネルギー輸送が下向きであることが示されている [1]。今回、この結果の検証に加

えて、形成高度の違う複数の吸収線を用いることで高度によってエネルギー輸送に違いが出てくるのか研究を行った。

観測は京都大学飛騨天文台ドームレス太陽望遠鏡の水平分光器を用いて、光球内の様々な高度で形成された吸収線が存在する波長領域 (6495 ± 10 Å)、彩層で形成される吸収線である H α (6563 Å)、Ca II(8542 Å) を含む波長領域で同時に分光スキャンを行った。吸収線の中心波長と等価幅の時間変化から、その吸収線の形成高度での速度と温度の時間変化を求め、その変動の位相差の解析を行った。その結果、光球では上部、下部ともに 5 分振動によるエネルギー輸送が下向きであることが分かった。本講演では、光球、彩層の観測から得られた結果を詳しく紹介し、このような現象の解釈について報告を行う。

1. Ichimoto, K. et al. 1990, LNP, 367, 205

太恒 12

「ひので」衛星の高空間分解能観測を用いた太陽リムにおけるドップラー速度の解析 森塚 章恵 (東京大学/国立天文台 M2)

太陽表面对流は温度・速度場によって平均スペクトル線の形状を変化させる。太陽面中心から縁 (リム) に向かって対流運動と視線方向の関係が変化するため (de la Cruz Rodríguez et al., 2011[1])、観測される平均スペクトル線の形状が変化する。特に平均スペクトル線から求められるドップラー速度はリムに向かって赤方偏移していくことが知られており (Löhner-Böttcher et al., 2018 [2])、これはリム効果と呼ばれている。しかし、リム境界までのリム効果を調べた研究はなく、リム境界におけるスペクトル線形成の定量的評価は未だできていない。そこで本研究では、平均スペクトル線のドップラー速度を用いて、リム境界において太陽表面对流がスペクトル線に与える影響を定量的に明らかにすることを目的とした。解析には「ひので」衛星の可視光磁場望遠鏡が観測したスペクトル線の Fe I 630.15 nm を使用し、リム境界の静穏領域におけるドップラー速度を求めた。「ひので」衛星の高い空間分解能を活かしてリム境界までの太陽表面を粒状斑、間隙、磁場の強い領域に分けて解析を行い、それぞれがリム効果に与える影響について着目した。その結果、リムに向かって粒状斑のスペクトル線は約 500 m/s 赤方偏移するが、間隙のスペクトル線はほぼ一定の値を保っていることが得られた。未だ明らかにされていなかった 80 度から 90 度においてドップラー速度は粒状斑と間隙どちらも一定の値になった。これらの結果から、リム効果は赤方偏移して観測される粒状斑によって引き起こされ、リム効果の影響は 80 度以降で飽和することが分かった。さらに、リム境界から外側約 1 秒角以内では Fe

I 630.15 nm が吸収線ではなく輝線として現れ、リム境界内側の吸収線に対して青方偏移していることが確認できた。本研究の成果は、高精度な恒星スペクトル線診断技術の開発に役立つことができ、ドップラー法による系外惑星探査に役立つと考えられる。

1. de la Cruz Rodríguez, Jaime and Kiselman, Dan and Carlsson, Mats, *Astronomy & Astrophysics*, 528, A113, 2011
2. Löhner-Böttcher, Johannes and Schmidt, Wolfgang and Stief, Franziska and Steinmetz, Tilo and Holzwarth, Ronald, *Astronomy & Astrophysics*, 611, A4, 2018

太恒 13

飛騨天文台ドームレス太陽望遠鏡を用いた分光観測によるプロミネンスの温度・密度診断 橋本 裕希 (京都大学 M1)

プロミネンスは太陽コロナ中に浮かぶ低温高密なプラズマである。プロミネンスの研究は長年行われてきたが、その温度、密度分布についての統一的な見解は得られていない。プロミネンスの温度、密度分布を推定する有力な手法として、観測したプロミネンスの輝線プロファイルを経験平衡モデルでインバージョンする方法が挙げられる [1]。しかし、経験平衡モデルの主な入力パラメータは温度、密度、厚み、非熱速度と複数あるため、インバージョンを高精度で実施するのは難しい。したがって、温度や非熱速度などをあらかじめ別の方法で求めておくことで入力パラメータの数を減らし、インバージョンの精度を向上することが望まれる。

そこで、本研究では分光観測によりプロミネンスの温度、非熱速度の空間分布の推定を行った。そのために京都大学飛騨天文台ドームレス太陽望遠鏡を用い、プロミネンスから放射される $H\alpha$ (6563 Å)、 $H\beta$ (4861 Å)、 $Ca II$ (8542 Å) の 3 本の輝線を同時観測した。そして、観測した輝線プロファイルを 1 次元 single-slab モデルでフィッティングすることにより輝線幅を求めた。輝線幅は原子の熱速度と非熱速度によるドップラー効果に起因する。1 本の輝線だけの観測ではこの 2 つの速度を分離することができないが、異なる原子 (本研究では H と Ca) それぞれで輝線幅を求めることで分離ができ、熱速度から温度を求めることができる。また、 $H\alpha$ と $H\beta$ を組み合わせてフィッティングすることで精度の向上を図った。

以上の方法により求めたプロミネンスの温度は 8000 - 14000 K、非熱速度は 3 - 11 km/s であった。また、プロミネンスの外側、つまりコロナとの境界で温度が高くなる

傾向が見られた。本講演では、まず輝線から得られたプロミネンスの温度分布について報告する。その後、推定した温度、非熱速度と統計平衡の仮定からプロミネンスの密度も決定できるかどうか議論する。

1. Zhang, P., Buchlin, É., & Vial, J.-C. 2019, *A&A*, 624, A72

太恒 14

光球ベクトル磁場観測を用いた、フラックスロープ形成モデルの検証 木田 祐希 (京都大学大学院理学研究科宇宙物理学教室 M1)

太陽フレアは太陽表面で見られる爆発的な増光現象である。フレアは、コロナ磁場に蓄えられたエネルギーが磁気リコネクションにより解放されることにより発生し、リコネクション領域上空にあるフィラメントやシグモイドと呼ばれる構造の噴出が、Coronal Mass Ejection (CME) を引き起こすと考えられている [1]。CME のコアとなるねじれた磁力線の束をフラックスロープといい、フラックスロープの磁力線の捻れによる磁気流体力学不安定性が噴出に寄与すると考えられている。

フラックスロープの形成、発達の過程については理論研究から様々なモデルが提案されている。シアードした磁力線と小規模な浮上磁場間のリコネクションモデル [2]、シアードした磁力線どうしのリコネクションモデル [3]、捻れた磁力線が浮上してくるモデル [4] などが考えられている。観測的にフラックスロープの捻れの変化を形成初期から連続的に調べたものは少なく、どのモデルが適切か未だ議論が続いている。

フラックスロープ形成モデルの検証のためには浮上直後の捻れと浮上後の光球運動による捻れを調べる必要がある。さらに、連続的な磁場浮上による光球磁場の向きや極性の変化、あるいはリコネクションに伴う光球磁場変化の観測が必要である。典型的な浮上速度が光球の音速程度 (~ 10 km/s) と考えると、1,000 km 程度の水平方向の磁場変化の観測には 100 s 程度の時間分解能が必要となる。

京都大学飛騨天文台 SMART 望遠鏡のベクトル磁場観測装置は他の装置よりも時間分解能が高く (< 60 s)、またシグナル・ノイズ比も大きい (> 2000)。そのため、高精度、高時間分解能な観測によりフラックスロープ形成過程の検証ができると期待される。本講演では様々なフラックスロープの形成モデルのレビューとモデル検証のための SMART による観測について議論を行う。

1. Shibata, K. and Magara, T., Living Rev. Solar Phys., 8, 6, 2011
2. Kusano, K., Bamba, Y., Yamamoto, T., et al., apj, 760, 31, 2012
3. Kaneko, T. Yokoyama, T., apj, 845, 12, 2017
4. Magara, T., pasj, 59, 51, 2007

太恒 15

深層学習を用いた太陽高解像度画像のシーイング除去

福満 翔 (東京大学 理学系研究科天文学専攻 M1)

太陽の地上観測にとって地球大気の揺らぎ(シーイング)は大きな障害となり、様々な大気層で生じる屈折率の変化は天体画像の解像度を劣化させる。劣化した画像を復元する方法の一つに、Multi-frame Blind Deconvolution (MFBD)がある。これは短時間に取得された複数枚の観測画像から劣化前の画像を最尤推定する手法である。MFBDは非常に有効な手法である一方で、計算コストが非常に高いという問題点があり、画像復元に膨大な時間を要する。

この問題を克服するため、Asensio Ramos et al. (2018)ではConvolutional Neural Network (CNN)とRecurrent Neural Network (RNN)を用い、MFBDの作業を深層学習を用いて行う画像復元プログラムを作成した。CNNとは入力画像から特徴を抽出するための畳み込みフィルターを最適化することで、主に画像認識の分野で優れた性能を発揮するネットワークである。またRNNはある層の出力を次の層の入力に利用する再帰的構造を持ち、主に時系列データに対して用いられる。この2つのネットワークそれぞれで画像復元を試み、光球や彩層の画像について復元に成功した。一方で、いくつかの復元画像にはわずかに人工的な構造が現れることがあり、復元の精度については改善点が残る結果となった。

本研究では、まずAsensio Ramos et al. (2018)のネットワーク構造を用いたプログラムを作成し、太陽表面の観測画像に適用して学習から画像復元までを行った。今後はネットワーク構造の改良や異なる観測画像またはシミュレーション画像なども取り入れた学習の強化を行う予定である。今後の太陽研究に用いることができるよう復元画像の精度の向上を目指す。本講演では先行研究のレビューと、これまでに行った自身の研究・今後の研究計画について説明する。

太恒 16

惑星間空間磁場予測のための太陽極域磁場評価

吉田 南 (東京大学/宇宙航空研究開発機構 M1)

地球を含む惑星や宇宙空間の電磁気的環境は、太陽が引き起こす様々な擾乱によって大きく変動を受ける(宇宙天気)。中でも、惑星間空間へ放出される太陽風は、太陽両極にあるコロナホールから伸びる、開いた磁力線(オープンフラックス)に沿って吹き出し、太陽圏磁場の基本的な構造を決める。したがって、宇宙天気現象を理解し正しく予測するためには、惑星間空間でのオープンフラックスの大きさや振る舞いを正確に求めることが必要である。オープンフラックスの1つの指標となる、太陽からの距離1 AUでの動径方向磁場強度 B_r は、ポテンシャル磁場(PFSS)モデルや磁気流体モデルといった、太陽光球面の磁場マップを利用してコロナ磁場を外挿するモデルを使うことで予測することができる。しかし、これらのモデルからの予測値は実測値から乖離している。その場観測による値が1.7~2.2 nT (17~22 μ G)であるのに対し、モデルから予測した値は0.6~1.3 nT (6~13 μ G)と、3分の1程度しかない(オープンフラックス問題; [1])。

そこで本講演では、この問題について述べた論文[1]をレビューし、その解決方法を議論する。オープンフラックスが過小評価される原因は複数考えられるが、その一つに、太陽の極域磁場が正しく観測されていないことが挙げられる。[1]ではモデルで使用する光球磁場マップとしてSDO衛星のHMI望遠鏡データを用いているが、角度分解能が低い(1")、極域に分布する磁場強度が数キロガウスのパッチを捉えられていない可能性がある。これに対し、高分解能(0.3")のひので衛星のSOT望遠鏡データを使用すると、より精度の高い極域磁場データを得られ、オープンフラックスの予測を改善できる可能性がある。極域磁場について定量的な検討を行うことで、太陽コロナ磁場のモデル化、太陽圏磁場構造の推定の精度向上を目指す。

1. Linker, J. A., Caplan, R. M., Downs, C., et al., Apj, 848, 70, 2017

太恒 poster1

大質量星の晩期の質量放出に関する研究

黄 天銳 (RESCEU M1)

多くの大質量星は進化の最終段階において大規模な質量放出が行われる。このような質量放出によって形成される高密度の星周物質と大質量星の崩壊に伴う超新星爆発の噴出物が衝突することによって一般的な超新星よりも明るい超高輝度超新星となることが知られており、観測もなされている。しかし、いまだにこのような大規模な質量放出のメカニズムは不明である。そこで本発表では既にわかっているこの質量放出の性質をレビューし、また、発表者が行っ

ている研究で分かった他の性質についても発表を行う。

このような大規模な質量放出では、恒星のエンベロープの深いところでエネルギーが蓄積されることによって質量放出を伴う噴出が生じることが知られている。そのエネルギーが恒星全体の重力による束縛エネルギー以上であったら、星が崩れてしまうため、部分的な質量放出が起きるためには全体の束縛エネルギーよりも小さなエネルギーによる爆発であることが必要である。Kuriyama&Shigeyama(2020)では外層の束縛エネルギーの約10%程度のエネルギーが注入されれば、星周物質のパラメータを説明できることが明らかにされた。[1][2]しかし、その研究では外層の底での自由落下時間よりも短いタイムスケールでエネルギーが注入されるという質量放出するには理想的な仮定で計算している。そこで、本研究では注入時間によって、質量放出の様子がどのように変化するかをKuriyama&Shigeyama(2020)のコードを発展させて計算することで、観測されている星周物質の多様性を説明する。

1. Kuriyama N., Shigeyama T., A&A, 635, A127, 2020
2. Linial I., Fuller J., Sari R., MNRAS, 501, 4266-4275, 2021

太恒 poster2

到達時間の長い太陽高エネルギー粒子イベント群に対する詳細解析

木原 孝輔 (京都大学理学研究科 附属天文台 D2)

太陽高エネルギー粒子 (Solar Energetic Particle; SEP) は、太陽フレアやコロナ質量放出 (Coronal Mass Ejection; CME) といった太陽の突発現象に伴い発生する、高エネルギー粒子の放出現象である。SEP は、高緯度を航行する航空機における被曝や人工衛星の障害など、社会基盤に与える影響が大きく、宇宙天気分野における重要な研究対象である。CME の放出速度が速いほど、付随する SEP イベントの規模が大きくなること [1] が知られている一方、CME と SEP の関係性についてはまだ明らかになっていない点が多い。特に、SEP がどのようなタイムスケールで地球へと到達し、継続するか、については、SEP の予報の観点からも解明が求められる。

これに対し我々は、主に SEP の到達時間などのタイムスケールを対象に、SEP と CME の特徴に対する統計解析を実施した。その結果、太陽面から観測者へと伸びる磁力線の足元付近で発生した CME は、観測者への到達時間が短い SEP を伴いやすいことなどが分かった [2]。一方で、このような CME 由来であっても、到達時間が長い SEP イベントが数例存在することが判明した。これらの特異イベン

トを理解することは、SEP のタイムスケールを統一的に理解する上で重要となる。

そこで本研究では、上記の到達時間が長い SEP イベントと、同じような条件の CME から発生し到達時間が短い典型的な SEP イベントを対象に、詳細なイベント解析を実施した。その中で、付随する太陽フレアの情報や、CME の放出状況、太陽周辺での粒子加速を示す電波バーストの情報などを解析した。本講演では、これまでの解析で得られた各イベントの特性を紹介するとともに、到達時間の違いを生む原因となる加速描像について考察する。

1. Kahler, S. W. 2001, JGR, 106, 20947
2. Kihara, K., Huang, Y., Nishimura, N., et al. 2020, ApJ, 900, 75

太恒 poster3

太陽光球磁気要素における速度構造とスペクトル線幅の関係

石川 遼太郎 (総合研究大学院大学 D3)

太陽光球面には対流セルと共に空間的に小さな磁場構造 (磁気要素) が遍在している。このような磁気要素と対流運動 (速度は 1~2 km/s 程度) の相互作用は太陽大気中の諸現象の駆動源として重要だとされている。しかしながら磁気要素と相互作用する空間スケールの小さな速度構造を観測することは、現状の観測装置では困難である。分光観測によって得られるスペクトル線の線幅はこのような空間分解能以下の速度構造に感度がある。特に磁気要素においては大きな速度勾配と広いスペクトル線幅が観測されている [1]。

Buehler らは偏光分光観測を行い磁気要素における大気構造を調べた [2]。結果として磁気要素中心ではなく、磁気要素を囲むようにして強い下降流が存在すると結論した。またこの領域において 5 km/s 程度の微小乱流の存在が示唆された。一方で速度勾配による線幅増大と微小乱流による線幅増大を正しく分離することは一般に困難であり、結果の解釈には慎重にならざるを得ない。

そこで本研究では磁気流体計算を用いて線幅の広いスペクトル線の起源を調べた。まず MURaM[3,4] によって得られた太陽光球静穏領域の大気構造についてスペクトル線診断を行った。結果として磁気要素中心よりもその周囲において広い線幅を持つスペクトル線が得られ、この領域においては強い速度勾配があることが分かった。一方で微小乱流は 1 km/s 程度と先行研究に比べて小さな値となった。加えて観測装置の空間分解能を考慮して計算を行ったところ、ひので衛星可視光望遠鏡の空間分解能ではこのような構造を分解できず、磁気要素における線幅の広がりとして観測

されることが分かった。本講演では磁気要素近傍における速度構造とスペクトル線形状の関係について議論する。

1. Ishikawa et al., ApJ, 890, 138, 2020
2. Buehler et al., A&A, 576, A27, 2015
3. Vögler et al., A&A, 429, 335-351, 2005
4. Riethmüller et al., ApJ, 229, 16, 2017