

太陽・恒星分科会

堀田 英之 氏 (千葉大学)

7月25日 14:30 - 15:30 B 会場

「大規模計算による太陽ダイナモ問題への挑戦」

太陽には、黒点という強磁場領域があり、その黒点数は11年の周期を持って変動している。この太陽活動11年周期の問題は未だ解かれていない太陽物理学最大の問題である。太陽11年周期の問題を理解するためには、太陽内部の乱流状況を正確に理解する必要がある。太陽内部はその低い粘性度と大きなスケールのために高い自由度を持つ高度な乱流で満たされている。そのため、太陽内部の乱流を正確に記述することは現在のスーパーコンピュータを持っても非常に難しい。本講演では、これまでの太陽磁場研究の発展、これからの方向性について特にスーパーコンピュータを用いた研究について議論する。

1. H. Hotta, M. Rempel, T. Yokoyama, Science, 351, 1427

坪井 陽子 氏 (中央大学)

7月26日 08:30 - 09:30 B 会場

「X線で探る星の一生で見る太陽の姿」

星の研究は古来から行われ、その理解は他の天体に比べ進んでいるとされる。しかし、自らの母体となる塵に包まれた原始星や、自らが噴出した塵に覆われた大質量星の最終段階では、星の本体をX線以外で観測することはできず、理解は著しく立ち遅れている。それでは、このような進化段階で起こっているプロセス、星の誕生や星の終焉は、いかに理解を進めることができるだろうか。本講演では、これらに対する我々のアプローチや、関連する研究についてレビューを行う。

太陽 a1 温度と視線速度の位相差から探る、プロミネンス中の波動の性質

町田亜希 (京都大学宇宙物理学教室 M1)

太陽は 100 万度の高温で希薄なプラズマ (コロナ) に覆われており、コロナの加熱機構は未解明である。一つの仮説として、コロナ中の波動のエネルギーが散逸してコロナが加熱されるという考えがある。この波動現象の理解は、宇宙プラズマ中の磁気流体波の一般的性質の理解につながり重要である。しかし、コロナは希薄であり、観測で波動をとらえることは難しい。そこで、プロミネンスと呼ばれる、コロナ中で磁場の力に支えられて浮かぶ低温 (1 万度) 高密度なプラズマの雲に注目する。実際、プロミネンス中には波動が観測されており、その波動現象を理解することで、コロナ加熱問題への示唆が得られると期待される。

その鍵となるのは、視線速度に加えて温度の時間変化も同時に観測することである。これにより、温度の周期性の有無からは、その波動が圧縮性を持つかどうか分かり、温度と視線速度の位相差からは、その波が搬送波か定在波かもわかる。さらには、温度の時間変化から、波が減衰して熱エネルギーに変換される過程をとらえることもできる。先行研究 [1] では、衛星観測による高空間分解能の観測データに基づき波動の運動と温度の同時測定を行ったが、温度情報については撮像データに基づいた粗いものであった ($\Delta T \sim 10000\text{K}$)。また [2] では、プロミネンスの分光観測による視線速度と温度変動の同時測定はしているものの、フィルムを用いていたため、両者の位相差を議論できるほど温度推定に精度はなかった ($\Delta T \sim 600\text{K}$)。波動の性質を議論するには、過去の研究よりも精度の高い温度推定が求められる。

我々は、2016 年 10 月 16 日、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プロミネンスを観測した。この観測では、長時間・高波長分解能で、 $\text{H}\alpha$ (6563AA)、 $\text{H}\eta$ (4861AA)、 Ca II (8542AA) の 3 波長で CCD による同時観測を行い、温度と視線速度の時間変化を求めた ($\Delta T \sim 200\text{K}$)。本発表では、観測データの解析結果について述べる。

1 Okamoto, T., P. Antolin et al., 2015, ApJ, 809, 71

2 Suematsu, Y., et al., 1990, PASJ, 42, 187-203

太陽 a2 X 線望遠鏡観測による太陽マイクロフレアの研究

石塚典義 (国立天文台三鷹 M1)

フレアとは、主にコロナ領域において、太陽内部で発生した磁気エネルギーが解放され、別の形態のエネルギーに変換される過程である。太陽の光球は約 6000 度なのにも関わらず、その上空に存在するコロナは 100 万度に達する。すなわち、コロナが何らかの方法で加熱される必要がある。コロナを加熱する方法の説としては大きく分けて、波動加熱とマイクロフレア加

熱の 2 つある。マイクロフレア加熱説は、観測の難しい、通常のフレアに比べて小さい爆発がたくさん起き、その結果コロナを加熱する膨大なエネルギーが運ばれているという考え方である。2018 年夏に予定されている FOXSI-3 ロケット観測では、X 線光子計測により太陽軟 X 線の撮像分光観測が行われる。これは観測が行われる時間が 5 分程度であり、ちょうどそのタイミングでフレアが発生するとは限らず、フレアを観測することは難しいと考えられるため、活動領域中のマイクロフレア・ナノフレアなどの、小さいものの数が多く起こっている現象が観測できるものと考えられる。これらの観測結果によっては、マイクロフレア仮説に対して何らかの制限を与えることになるかもしれない。最近のマイクロフレアに関する研究としては、マイクロフレアと光球面の磁場の関連について調べたものがある。([1])。今回の講演では、ひので衛星の X 線望遠鏡 (XRT) などによって観測されたマイクロフレアの解析を行った結果を発表する。

1 Kano, R., Shimizu, T., & Tarbell, T. D. 2010, ApJ, 720, 1136

太陽 a3 ひのでで探る太陽大気プラズマ加熱 阿部仁 (東京大学理学系研究科地球惑星科学専攻 M1)

太陽の上層大気の色層・コロナは下層大気的光球よりも高温であるが、太陽の熱源は内部にあるためこの温度構造は単純な熱伝導では達成されず、非熱的なメカニズムによって維持されているはずである。このメカニズムの有力な説として「波動による加熱」が考えられている。この説の観測的証拠を得るためには、太陽大気中の波動によるエネルギーフラックスの推定が重要である。

本研究では「ひので」の偏光データを用いて、光球において磁場の活動が活発な領域で波動観測を行い、3 つの物理量 (ドップラー速度・視線方向磁場・放射強度) の時間変動を測定した。それらの位相関係を調べ、太陽大気中の波動モードの特定からエネルギーフラックスの推定を目指した。

結果として、いずれの物理量においても約 5 分の周期的な振動を発見した。物理量の位相差は、ドップラー速度と放射強度が 90° 、ドップラー速度と磁場強度が 90° 、放射強度と磁場強度が 0° であった。今回発見した振動は、過去の類似研究 (Kano et al.2016) で報告されたものとは異なる fast-mode の定常波であることを示唆する。この結果は、上空へのエネルギーフラックスが従来考えられていたものと異なる可能性を示している。

1 Fujimura, D., and Tsuneta, S. ApJ 702 1443(2009)

2 Kanoh, R., and Shimizu, T., and Imada, S. Apj 831 1(2016)

3 Moreels M. G., and Van Doorselaere, T. A&A 97 310(2013)

太陽 a4 太陽や恒星フレアからの軟 X 線と H α 線エネルギーの関係の拡張 河合広樹 (中央大学 天体物理学 (坪井) 研究室 M1)

恒星からの突発的な増光現象であるフレアは、増光時に様々な波長の光を放射する。軟 X 線の増光はフレアループ内のプラズマからの熱的放射、H α 線の増光はフレアの足元の黒点からの放射である。フレアを軟 X 線と H α 線で同時に観測すると、ループ内プラズマの放射エネルギーと黒点からの放射エネルギーの関係がわかる。このように、同時多波長観測は複数のパラメータを結びつけて考えられるメリットがある。一方で、フレアは突発的現象で予測が難しいため同時多波長観測の報告は少ない。数少ない同時多波長観測の成果の 1 つに、フレア時の軟 X 線エネルギー (E_X) と H α 線エネルギー ($E_{H\alpha}$) に $E_X = 10.66E_{H\alpha}$ の関係がある (Butler et al. 1993)。この関係は太陽を含む恒星フレアをもとにした $E_X = 10^{29} - 10^{35}$ erg での関係である。現在確認されている最大 E_X は $E_X = 3.5 \times 10^{38}$ erg (Tsuboi et al. 2016) であるのでこの比例関係は全フレアには適応していない。そこで我々は、より高エネルギーのフレアを観測し、この関係の拡張を目指した。

そして、今回我々は 2016 年 11 月 22 日に全天 X 線監視装置 MAXI が検出した RS CVn 型星の UX Ari からのフレアを、地上の可視光望遠鏡の CAT (Chuo-university Astronomical Telescope) で測光観測し、SCAT (Spectroscopic Chuo-university Astronomical Telescope) で分光観測することで、X 線と可視光の同時観測に成功した。このフレアのエネルギーは $E_X = 6.5 \times 10^{36}$ erg、 $E_{H\alpha} = 1.3 \times 10^{36}$ erg であった。今回のフレアは、先行研究の比例関係に用いられているサンプルよりも 1 桁大きなエネルギーである。そのため、軟 X 線と H α 線エネルギーの比例関係を 1 桁拡張することができた。

太陽 a5 MAXI を用いた X 線帯域における近傍 G 型星のフレア調査 塚田晃大 (中央大学 天体物理学 (坪井) 研究室 M1)

これまでに可視光によって 1549 発のスーパーフレアが太陽型星から発見された (Maehara et al. 2012)。一方 X 線では、太陽型星からのスーパーフレア検出数が 2 発とサンプル数が非常に少ない (Schaefer et al. 2000)。X 線で発見された 2 発のスーパーフレアはとりわけ大きなフレアであった。従って、X 線でのサンプル数を増やすことで太陽のスーパーフレアの有無に新たな視点で迫ることができる。

我々は、全天 X 線監視装置 MAXI を用いて、X 線によるスーパーフレア探査を行った。データは、MAXI on-demand の 2009 年 8 月 15 日から 2017 年 4 月 14 日までの 7 年 8 ヶ月である。MAXI での検出限界は 10mCrab であることから、6.47 pc 以上離れた天体からのフレアを MAXI で検出でき

ば、スーパーフレアであると考えられる (Tsuboi et al. 2016)。MAXI の先行研究によって、定常 X 線光度 (L_{xq}) が大きいほどフレア最大エネルギーが大きいことがわかった (Sasaki et al. 2017)。そこで、10 pc 以内の G 型星で L_{xq} が大きい天体を ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue で抽出し、11 天体に絞りフレアサーチを行った。その結果、バックグラウンドイベントの統計的なゆらぎに対して、ソース領域のカウントが 6.71 の有意な増光を 1 天体から検出した。本講演では、その天体の詳細な解析結果について報告する。

太陽 a6 XMM-Newton を用いた 20 pc 以内の太陽型星のフレア調査 杉田龍斗 (北海道大学 宇宙物理学研究室 M1)

現在までの太陽フレア最大エネルギーは $\sim 10^{32}$ erg であり太陽最大フレアに比べ桁違いに大きなエネルギーのフレアをスーパーフレアと呼ぶ。スーパーフレアは可視光で多数の太陽型星から発見された。一方 X 線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近傍 G 型星の統計的なフレア調査は未だに行われていない。

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 All-Sky Survey Bright Source Catalogue (ROSAT 1RXS) にある天体は 15 天体であり定常 X 線光度 (L_{xq}) が $\sim 10^{28}$ erg/s であった。その内 6 天体が XMM-Newton 視野内にあり 6 天体全てが検出された。この 6 天体を解析した所、4 天体から $\sim 10^{32}$ erg のフレア 6 発を確認した。フレア 6 発中、最大フレアエネルギーは 7.7×10^{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 にない 37 天体の内 6 天体が XMM-Newton の視野内に存在し 5 天体が検出された。そしてこの 5 天体はフレアを起こしておらず L_{xq} が太陽程度の $\sim 10^{27}$ erg/s であった。つまり ROSAT 1RXS 天体は L_{xq} が高くフレア活動性も高いことが分かった。

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 ROSAT 1RXS にある 6 天体に対し XMM-Newton 全観測時間 (約 2.7 日) 内のフレア発生頻度を求めた。すると約半日に $\sim 10^{32}$ erg のフレアが 1 発起こることが示唆された。そして太陽フレア発生頻度分布を外挿すると ROSAT 1RXS にある 6 天体は約 5 日に 1 発のスーパーフレアが起こることが示唆される。今後 ROSAT 1RXS 近傍天体をモニターしていくことでスーパーフレアサンプル数拡大が期待される。

太陽 a7 「すざく」衛星による地球近傍からの太陽風電荷交換 X 線イベントの系統探査

伊師大貴 (首都大学東京 宇宙物理実験研究室 M1)

近年、X線天文衛星「すざく」などによって、地球近傍からの電荷交換放射 (Solar Wind Charge eXchange, SWCX) が確立してきた (Fujimoto et al. 2007 PASJ, Ezoe et al. 2010 PASJ など)。太陽風に含まれる酸素などの多価イオンが、地球近傍の中性大気に含まれる水素原子などの電子を剥ぎ取り、軟X線 (0.2–1 keV) の輝線を出すというものである。SWCX放射は、ROSAT all sky survey により数日単位の時間変動を示す軟X線バックグラウンドとして発見され (Snowden et al. 1994 ApJ)、地球周回衛星による全てのX線観測で前景放射となる。地球近傍の放射は太陽活動に依存するため、太陽観測衛星のデータを併用することで、地球の超高層大気である外圏や磁気圏内のプラズマ輸送過程の情報を得ることができる。

我々は「すざく」の公開データから SWCX イベントの系統探査を行った。軟X線バックグラウンドの有意な時間変動を探し、太陽風と有意な相関があるものを SWCX イベントとみなす (Ezoe et al. 2011 PASJ, Ishikawa et al. 2013 PASJ)。我々はこれまでに 2005 年 8 月から 2011 年 9 月の 2031 データを解析し、38 の SWCX イベントを検出した (石川 天文学会 春季年会 2012)。同様の手法を 2011 年 10 月から 2015 年 5 月の 1024 データに適用し、新たに 52 の SWCX イベントを発見した (伊師 天文学会 春季年会 2017)。太陽活動と同期した検出数の変動が見られたが、磁気圏構造に依存した検出イベントの特徴的な分布は見られなかった。本発表では、「すざく」による系統探査の結果をまとめ、太陽活動や磁気圏構造との相関、軟X線背景放射への寄与について議論する。

太陽 a8 紫外線撮像・分光観測によって明らかになったコロナルレインの時空間スケール

石川遼太郎 (東北大学理学研究科地球物理学専攻 M1)

太陽の活動領域上空ではコロナルレインという現象がしばしば観測される。コロナルレインは熱的不安定性によってコロナで生成された低温高密度のガス塊が、生成後短時間で太陽表面へと落下する現象と考えられている (Müller et al. 2005)。そしてコロナルレインが微細構造を有することが知られているが、その具体的なスケールやその形成過程は明らかになっていない。また、落下したコロナルレインが黒点上空の彩層・遷移層を加熱することが最近の研究で明らかになった (Kleint et al. 2014)。しかしながら、コロナルレインが持つ運動エネルギーを熱化する物理過程の候補である断熱圧縮と衝撃波加熱のうちどちらが支配的かは分かっていない。本研究では SDO 衛星 AIA のコロナ画像と IRIS 衛星の分光データ及びスリットジョー画像とを組み合わせることで、遷移層・彩層温度におけるコロナルレインのガスの追跡とその速度や明るさの解析を行った。その結果、IRIS 衛星の 1400 Å スリットジョー画像においてコロナループに沿った下降流が見え、さらにそれに対応した増光・ドップラーシフトが分光データにおいて確認できた。また

その下降速度の視線方向成分は約 85 km/s であり、音速よりも十分に速いことが分かった。これによりコロナルレインが下層大気と超音速で衝突・加熱したことで、大気の発光が発生しているという因果関係の存在を示すことができた。さらに IRIS の Mg II 2796 Å, Si IV 1394 Å, C II 1336 Å のスペクトル線では、その明るさが約 25 秒の時間スケールで変動していた。これは落下した際のコロナルレインが有している微細構造の空間的スケールや、コロナ領域でガス塊が生成される時間スケールを反映していると考えられる。本講演ではコロナルレインによる彩層加熱過程とコロナルレインの微細構造形成過程について議論する。

- 1 L. Kleint et al., ApJL, 789, L42 (2014)
- 2 P. Antolin et al., ApJ, 806, 81 (2015)
- 3 H. Tian et al., ApJL, 790, L29 (2014)

太陽 a9 惑星食を用いた星表面上での granulation の大きさ・明るさの検出

林利憲 (東京大学 宇宙理論研究室 M1)

太陽のような 7000 K よりも低有効温度をもつ恒星外層では、対流層が形成されており、時間スケール数十分、空間スケール数千 km の、granulation と呼ばれる、粒状斑の生滅現象が生じていると考えられている。

粒状斑の情報は恒星のパラメータと密接に関係し、宇宙望遠鏡による観測からは、粒状斑に起因する表面輝度変動の二乗和 Σ と、太陽様振動のピーク周波数 u_{\max} との間に、 $\Sigma \propto u_{\max}^{\frac{1}{2}}$ のスケーリング関係があることが確認されている。また、粒状斑に起因すると考えられる光度曲線の変動情報を用いて、恒星の表面重力を決定することに成功している (F.A. Bastien et al, 2016)。このように、粒状斑の情報は、恒星物理に置いて非常に重要なものとなっている。

さて、星表面全体での粒状斑の情報を引き出すことに成功している一方で、パワースペクトルを用いる従来の手法は、星表面全体での積分値を反映するため、星表面の特定の場所での性質を引き出すことはできない。そのため、星の各点での粒状斑がどのような性質をもつのかは明らかになっていない。粒状斑の大きさを星表面の各点で測定するためには、惑星食の情報を用いるのが有効である。輻射流体コードを用いた星表面粒状斑シミュレーションによって、典型的な系外惑星を仮定して、粒状斑がトランジット光度曲線に与える影響を調べると、例えば、太陽のような G 型星の周りでの木星型惑星の場合、光度変化は 15.9 ppm 程度の大きさであることがわかった (A. Chiavassa et al, 2017)。この値は、検出精度の観点から、Kepler 等の宇宙望遠鏡で得られる光度曲線観測データによって検出できる可能性を示唆している。

そこで、本発表では、シミュレーションによって、粒状斑がトランジット観測に与える影響を調べ、Kepler によるトランジット光度曲線観測データと比較して、系外惑星観測を用いた

恒星表面の粒状斑の検出、及び各点における粒状斑の情報について議論した結果を報告する。

- 1 Bastien, F. A., Stassun, K. G., Basri, G., & Pepper, J. *ApJ*, 818, 43 (2016)
- 2 Chiavassa, A., Caldas, A., Selsis, F., et al., *A&A*, 597, A94 (2017)

太陽 a10 Line-depth Ratios and Teff Relation of Red Giants in APOGEE H-band Spectra: the Metallicity Effect

Jian Mingjie (東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻 M1)

Stellar parameter such as effective temperature (Teff) and metallicity abundances, are of vital importance in unveiling the condition of our galaxy.

Line depth ratio, which divide the line depth of two lines with a discrepancy in excitation potential, is sensitive to Teff. Beside the sensitivity, it can also avoid the correction of reddening compared to the Teff derived from color index, which directly connect spectra with Teff in a simple way compared with synthetic spectra fitting. Previous result mostly focus on optical spectra, such as Strassmeier & Schordan (2000) and Kovtyukh (2006). Recently Fukue et al. (2015) found 9 line pairs in the H-band, for the first time for this wavelength. Uncertainty of Teff can be reduced to around 50 K or even smaller. However, Fukue et al. (2015) also implied the overall metallicity as well as abundance of each element used may affect the relation. To confirm this, we selected around 20000 APOGEE spectra and search for possible new line pairs in H-band.

Temperatures derived by LDR is consistent with those derived from APOGEE with scatter around 60 K. Both internal and external uncertainty are also consistent. Further inspect into the spectra discovered the lines are mostly saturated. This is also confirmed by synthetic spectra from MOOG, and may be the reason of effect by metallicity.

If time permitted and enough information is achieved, I will also introduce MOOG, the software used for generating synthetic spectra.

- 1 Fukue, K., Matsunaga, N., Yamamoto, R., et al. 2015, *apj*, 812, 64
- 2 Strassmeier K.G., Schordan P. 2000, *Astron. Nachr.*, 321, 277
- 3 Kovtyukh, V. V., Soubiran, C., Bienayme, O., Mishenina, T. V., Belik, S. I. 2006, *mnras*, 371, 879

太陽 a11 種族 II 候補の矮新星 OV Boo の観測的研究

大西隆平 (京都大学宇宙物理学教室 M1)

矮新星とは、白色矮星を主星にもつ近接連星系である。伴星からの質量輸送によって主星の周囲に形成された降着円盤内の物質が、円盤内の熱的不安定性によって急激に主星に降着すると、突発的増光 (アウトバースト) が起こる。矮新星の中には、降着円盤内の物質の回転運動と伴星の軌道運動の共鳴によって引き起こされる潮汐不安定性が原因で、より大規模な増光であるスーパーアウトバーストを起こすものもある。OV Boo もまたスーパーアウトバーストを起こすだろうと考えられていた天体であるが、これまでその観測事例はなかった。

OV Boo は、静穏状態の測光観測と分光観測から、主に 2 つの点で他の矮新星とは異なる性質を持つことが知られている。1 つ目は、軌道周期 (66 分) が極めて短い点である。伴星の体積は周期が短いほど小さいという関係があり、OV Boo の質量比 (静穏状態の観測値 0.0647 ± 0.0018) [1] を考えると、伴星は高密度の天体でなければならない。2 つ目は、この天体が大きな固有速度を持つ点である。これは、宇宙初期に作られた星が多く存在する銀河ハローに起源を持つことを意味し、金属量の少ない種族 II の天体であることを示唆している [2]。他にそのような矮新星はほとんど見つかっておらず、連星進化を知る新たな手がかりとして注目されていた。

2017 年 3 月、OV Boo のスーパーアウトバーストが初めて捉えられた。これに対し、我々が主導する国際変光星ネットワークを通じた可視連続測光観測を行った。スーパーアウトバースト中の微小な光度変動の周期からも質量比を求める方法が知られており [3]、これを用いると質量比は 0.053 ± 0.001 であった。これは静穏状態の観測から求められた結果とは異なる。本講演では、この結果を踏まえて、スーパーアウトバーストの解析結果について議論する。

- 1 Savoury, C. D. J., et al. 2011, *it MNRAS*, 415, 3
- 2 Patterson, J., et al. 2008, *it PASP* 120, 510
- 3 Kato, T., & Osaki, Y. 2013, *it PASJ* 65, 50

太陽 b1 食を起こす SU UMa 型矮新星 HT Cas の観測的研究

若松恭行 (京都大学宇宙物理学教室 M2)

矮新星とは、白色矮星の主星と伴星からなる近接連星系であり、伴星から輸送された物質が主星の周りに降着円盤を形成している。この降着円盤が熱的な不安定性により、突発的な増光 (アウトバースト) を起こす。さらに、矮新星の中には、アウトバーストよりも大規模な増光 (スーパーアウトバースト) を起こすものがあり、これらは SU UMa 型矮新星と呼ばれている。また、連星系を公転面方向から見る場合、伴星によって主星や円盤が隠される食を起こす矮新星となる。HT Cas は食を起こす SU UMa 型矮新星である [1]。

矮新星の質量比 (主星に対する伴星の質量の比) は、静穏時の食の観測から求められる。しかし、全ての矮新星が食を起こ

すわけではないので、それに代わる質量比推定法として、スーパーアウトバースト初期の観測的特徴を理論的に解釈した推定法が提案されている [2]。[2] の推定法の正当性を検証するには、これを、食を起こす矮新星に適用し、両手法で推定した質量比を比較すればよい。しかし、スーパーアウトバーストが初期段階から捉えられている食を起こす矮新星は 10 天体程度しかなく、[2] による推定法の検証は十分でない。

2017 年 1 月、HT Cas が 7 年ぶりにスーパーアウトバーストを起こした。我々は、我々のグループが主動する国際変光星ネットワーク VSNET を通じて共同観測を呼びかけ、国際的な可視連続測光観測を行った。その結果、スーパーアウトバーストを増光初期段階から捉えることに成功した。このデータに対して [2] の推定法を適用し、質量比を 0.171 ± 0.002 と得た。これは食から求められた質量比 0.15 ± 0.03 [3] と誤差の範囲内で一致した。これは [2] の推定法の正当性を示すだけでなく、[2] の推定法で用いられている理論の正確さを支持するものである。本講演では、これらの解析結果について紹介する。

- 1 Kato, T., et al. 2012, *itPASJ*, 64, 21
- 2 Kato, T., & Osaki, Y. 2013, *itPASJ*, 65, 115
- 3 Horne, K., et al. 1991, *itApJ*, 378, 271

太陽 b2 太陽フレアにおけるコロナ質量放出の統計的解析

河村聡人 (京都大学宇宙物理学教室 D3)

昨今の宇宙天気へのニーズの高まりもあり、太陽から惑星間空間へと噴出するコロナ質量放出 (CME) と呼ばれる現象は注目されている太陽現象のひとつである。太陽大気中でおこる大規模な磁気エネルギーの解放現象に伴う増光現象 (フレア) にはコロナ質量放出を伴うものも少なくない。このフレアとコロナ質量放出の関係の研究から、太陽活動のみならず惑星間空間の基礎的な理解も深まることが期待される。

フレアの理解において重要な観測値に X 線強度と黒点面積がある。太陽内部で蓄積された磁気エネルギーは磁束管として浮上し、光球にて黒点として現れ、その上空で解放される。この時に放出される X 線の強度は解放されたエネルギー量の指標とされる。黒点面積が大きいほど蓄積された磁気エネルギーは増え、X 線強度の上限が高くなることが知られている [1]。即ち、エネルギーの観点からフレアを理解するうえで X 線強度と黒点面積を指標として扱うことができる。

強いフレアほどコロナ質量放出を伴う割合が大きいことは既に知られている。コロナ質量放出の観測は SOHO 太陽観測衛星の LASCO 望遠鏡によって、人工日食を用いて行われおり、このような研究では主に太陽周縁部での現象を取り扱う。非常に強い (X クラス) フレアでは 8 割ほど、強い (M クラス) フレアでは 5 割ほどのケースでコロナ質量放出を伴うことが統計的解析により確認されている [2]。

今回、我々は 1996 年から 2007 年のデータをもとに、異なる

黒点面積や X 線強度において、フレア発生時のコロナ質量放出の発生確率を導出した。当解析は、黒点やコロナ質量放出の観測における位置依存性を統計的に評価したうえで行った。発表では、これら観測の特性とともにフレアとコロナ質量放出の関係性について統計的に議論する。

- 1 K. Shibata et al., PASJ, Vol.65, No.3, 49 (2003)
- 2 S. Yashiro et al., JGR: Sp. Phys., Vol. 110, Issue A12, A12S05 (2005)

太陽 c1 すばる望遠鏡の近赤外分光装置 IRD による惑星サーベイに向けた、M 型矮星の組成解析 石川裕之 (国立天文台三鷹 M2)

国立天文台では 2018 秋から、すばる望遠鏡の新しい近赤外高分散分光装置 IRD を用いた、近傍 M 型矮星周りの惑星サーベイを計画している。この IRD サーベイを含め、世界中で複数の惑星探査計画が、M 型矮星を主なターゲットに選んでおり、これらの計画によって見つかる系外惑星の特徴や形成過程を議論するに当たって、中心星としての M 型矮星を詳しく理解することが重要である。しかし恒星パラメータの中でも特に化学組成の決定方法は、M 型矮星において確立されていない。これは M 型矮星の可視光スペクトルは分子の吸収が強いいため、より高温の星では有効だった可視光高分散スペクトルを用いた方法が適用できなかったためである。この問題は近赤外波長領域では軽減されるので、今後 IRD で取得できるような近赤外高分散スペクトルを用いて M 型矮星の化学組成を決める方法が有望である。

本講演の前半では、IRD データの解析に先立って行った、VLT の分光装置 CRIRES のアーカイブデータを用いた解析について報告する。IRD で取得される波長域では FeH 分子の吸収が顕著であることがわかったため、この吸収線の等価幅を 1 本ずつ測り、大気モデルとラインリストから計算したモデルスペクトルと比較した結果、これらの吸収線の温度依存性と大気モデルの問題を示唆する結果を得た。

本講演の後半では、今年 1 月に IRD を 20cm 望遠鏡に接続して行った試験観測データの一次処理について報告する。現在 IRD のデータに対し、主に IRAF を用いて最適な一次処理・解析方法を模索している段階にある。また、IRD は今年 5 月にすばる望遠鏡へのインストールを終え、6 月にはファーストライトを迎える予定である。

- 1 Kotani T. et al., Proceedings of the SPIE, 9147, 12 (2014)
- 2 Lindgren S. et al., A&A 586, A100 (2016)
- 3 Mann A. et al., Astron. J. 147, 160 (2014)

太陽 c2 全天 X 線監視装置 MAXI によって得られた RSCVn 型星のフレア発生頻度

佐々木亮 (中央大学 天体物理学 (坪井) 研究室 M2)

星表面で起こるフレア現象はいつ起きるかわからない。発生の予測が困難な現象の観測には、サーベイ観測が有効である。MAXI は国際宇宙ステーションに搭載され、92 分で地球を 1 周し全天をサーベイする高感度全天 X 線モニター (Gas Slit State Camera:2 – 30 keV, Solid-state Slit Camera:0.5 – 12 keV) である。

この能力を用いて、我々は MAXI を用いて星フレアの無バイアスサーベイを行なった。7.25 年間で RSCVn (Algol) 型星 14 天体から 60 発のフレアを検出した。それらのフレアエネルギー (E) は $5e35 - 9e38$ erg であった。特にフレア星として知られる HR1099, Algol, II Peg, UX Ari, GT mus からは各々 5 – 16 発のフレアを検出した。

先行研究により、フレアの発生頻度 (N) は $N \propto E^{-\alpha}$ に従うことがわかっている。RS CVn 型星における冪は 0.6 と、太陽や M 型主系列星の冪と同程度である (Osten & Brown 1999)。我々は、これら 5 天体それぞれのフレア発生頻度分布を作成した。このような大きなエネルギーに対する天体毎の頻度分布の作成は、今回が初めての試みである。本研究の結果、II Peg, UX Ari の冪はそれぞれ 0.44, 0.63 と先行研究とよく一致した。一方で Algol, GT mus の冪は 1.10, 2.25 と先行研究に比べて急であることがわかった。HR1099 については、先行研究の冪に乗る成分 ($\alpha=0.55$) と、高エネルギー側で急激に落ち込む成分 ($\alpha=4.66$) があることを発見した。先行研究に比べて急な冪からは、その天体における最大フレアに近いエネルギーが MAXI で得られていることが示唆される。本講演では、これらの詳細な解釈について述べる。

太陽 c3 太陽の白色光フレアの統計的研究と恒星フレアとの比較

行方宏介 (京都大学宇宙物理学教室 M2)

フレアは恒星表面で起こる爆発現象であり、突発的な増光が様々な波長帯で観測される。特に、可視連続光で観測されるフレアのことを白色光フレアという。近年、最大級の太陽フレアの 10 倍以上のエネルギーを持つスーパーフレアが、太陽型星 (G 型主系列星) において白色光フレアとして多数発見された。そして、統計的な研究により、太陽型星の白色光スーパーフレアのエネルギー (E) と継続時間 (t) の間の関係に $t \propto E^{0.39}$ という関係があることがわかった [1]。この冪乗則が、太陽フレアの硬 X 線 (6-12keV)[2]・軟 X 線の観測 ($t \propto E^{0.2-0.4}$)[3] と対応していることから、フレアのエネルギー解放過程において統一的な機構が示唆される (リコネクションによる磁気エネルギーの解放)。太陽型星スーパーフレアと太陽フレアと比較し、統一的に説明できることを観測的に示すには、この関係を太陽の「白色光」フレアでも検証することが必要である。今回、SDO 衛星の HMI(可視連続光) のデータを用いて約 50 個の白色光フレアの統計解析を行った。白色光フレアの放射は、先行研究をもとに 10,000K の黒体放射を仮定して計算した。その

結果、太陽の白色光フレアの冪乗則は、太陽型星スーパーフレア及び太陽の硬・軟 X 線での観測と矛盾しないことがわかった。一方で、太陽型星でのスーパーフレアの継続時間は、太陽フレアの冪乗則から外挿したものより、約一桁小さいということが分かった。本発表では、以上の結果の物理的解釈を行う。

- 1 Maehara, H., Shibayama, T., Notsu, Y., et al. 2015, Earth, Planets, and Space, 67, 59
- 2 Veronig, A., Temmer, M., Hanslmeier, A., Otruba, W., and Messerotti, M. 2002, A&A, 382, 1070
- 3 Christe, S., Hannah, I.G., Krucker, S., McTiernan, J., and Lin, R.P. 2008, ApJ, 677, 1385-1394

太陽 c4 太陽フレアループ内のエネルギー輸送に対する電子-イオン 2 流体効果

横澤謙介 (名古屋大学理学研究科素粒子宇宙物理学専攻 Ta 研 (理論宇宙物理学研究室) M2)

太陽フレアは太陽系最大級の爆発現象であり、宇宙の様々な環境における爆発現象の典型例としてこれまで幅広く研究されてきた。太陽フレアは磁気リコネクションという物理機構によってコロナの磁気エネルギーが突発的に解放され、熱伝導や高エネルギー電子によるエネルギー輸送によって下層大気が急加熱を受け爆発的に応答し、彩層蒸発という物理現象を引き起こす。このような太陽フレアの物理を理解する為、熱伝導や彩層蒸発の効果を考慮した磁気流体力学的 (MHD) シミュレーションが行われ (Yokoyama & Shibata 2001, Takasao et al. 2015 など)、その結果に基づいて太陽・恒星フレアの理論が発展してきた (Shibata & Yokoyama 2002)。こうした過去の太陽フレアのシミュレーション研究のほとんどは、電子とイオンが単一流体として運動し、両者の温度は常に等しくなる 1 流体近似が置かれている。しかし、実際のフレア現象では、コロナのガスは無衝突プラズマに近い状態であり、何らかの原因によりイオンが加熱されると、電子はイオンとの衝突を介して加熱されると考えられる。ここで注意すべき点は、イオンと電子が衝突して緩和する時間スケールはフレアの力学的な運動の時間スケールと同程度、あるいはそれよりも長い点である。すなわち、2 流体系では電子加熱はゆるやかに行われる為フレアのエネルギー輸送で重要な熱伝導フラックスも 1 流体近似の時に比べて小さくなる (Longcope & Bradshaw 2010)。そこで、我々は電子温度の時間発展を正しく取り扱うべく電子-イオンの 2 流体方程式に基づいてフレアの時間発展を再考する。本研究ではフレア領域の磁力線に沿ったプラズマの運動を追う為に数値拡散の少ないラグランジュスキームを用いた 1 次元 2 流体方程式を解き、太陽・恒星フレアを含む幅広いパラメータのシミュレーションを行った。本講演ではシミュレーション結果に基づき 2 流体効果の重要性について議論する。

- 1 Yokoyama, T., & Shibata, K. 2001, ApJ, 549, 1160
- 2 Shibata, K., & Yokoyama, T. 2002, ApJ, 577, 422

太陽 c5 大規模フレアと黒点の逆回転 長谷川隆祥 (宇宙科学研究所 M2)

太陽フレアは、コロナに磁力線の複雑さとして蓄えられたエネルギーが、磁気リコネクションによって急速に解放される現象である。しかし、観測からは光球面の磁場しかわからない上、エネルギーはコロナ中で散逸してしまうため、磁場のエネルギー状態を観測から直接評価することはできない。この評価のためには、磁気ヘリシティ (Berger & Field 1984) を用いるのが最適である。これは、磁力線の複雑さを定量化した、保存性の良い量で、エネルギー状態の代替となる。コロナ磁場のヘリシティも観測から直接求めることはできないが、光球磁場からコロナへのヘリシティ入射量を測定することで、磁場の活動性を探ることができる (Kusano et al. 2002)。この測定によって、フレアが [A]「ヘリシティが閾値を超えて発生」するものと、[B]「ヘリシティが飽和あるいは減少する過程で発生」するものがあることが分かった。これは、フレアにはエネルギー蓄積だけでなく、トリガーとなる機構が必要であることを示しているが、この機構は現在でも解明されていない。[B]に関しては、フレア前に逆極のヘリシティをもった構造が現れる場合がある (Park et al. 2010)。しかし、[課題] この逆極のヘリシティ入射の正体やフレアへの寄与を突き止めた例はほとんどない。我々は、[課題] について探るために、[B] のフレアを起こした活動領域を解析した。結果、フレア発生前に黒点が逆回転を始め、逆極のヘリシティを入射したことを発見した。そこでさらに、黒点の逆回転の原因と、フレアに対する影響を解析した。結果、磁気浮上に伴う磁場の結びつきの変化と浮上磁場の運動によって、黒点磁場が強くなじり直され、黒点の逆回転として現れたことがわかった。このねじれ構造では大きな電流が流れ、フレアの発生につながったと考えられる。黒点の回転とフレアとの関係を調べた例はあるが、本研究は、黒点の逆回転に伴う磁場のねじり直しがフレアに寄与していることを初めて解明した。

- 1 Berger, M. A., & Field, G. B., J. Fluid Mech., 147, 133 (1984)
- 2 Kusano, K., Maeshiro, T., Yokoyama, T., & Sakurai, T., ApJ, 577, 501 (2002)
- 3 Park, S.-H., Chae, J., Jing, J., Tan, C., & Wang, H., ApJ, 720, 1102 (2010)

太陽 c6 太陽観測衛星「ひので」を用いた光球磁束管形成過程の統計的研究 二宮翔太 (京都大学宇宙物理学教室 M2)

太陽表面の光球では、黒点近傍の領域の数 kG(ガウス) 程度の磁場強度がある。一方、磁気的活動が活発ではない領域

(静穏領域) では、平均磁場強度は数 G 程度であるが、静穏領域の中に局所的に (100km 程度の大きさ) 磁場が強い磁束管 (1-2kG) が静穏領域内の至る所にあることが観測的に知られている ([1])。磁束管は、対流・磁場・輻射の相互作用によって形成される。こういった相互作用の素過程を理解することは、太陽物理学、天文学的に重要である。

磁束管形成のモデルは、数値計算によって明らかとなっている ([2])。分光観測によって視線方向のガスの速度が、偏光観測によって磁場の強度や方向が理解される。磁束管を偏光分光観測した主な例として、太陽観測衛星「ひので」での観測がある。「ひので」による高空間分解の偏光分光観測を用いて、磁束管形成の時間変化を観測し、磁束管の形成がモデル通りに起きていることが確認された ([3])。しかし、こうした観測は、選別されたごく一部の磁束管のみで解析が行われている。また、高空間分解の観測を用いた磁束管形成過程の統計的な解析は少ない。

本研究では「ひので」の偏光データを用いて、どの状態の磁束管が多いのかを統計的に解析することで、磁束管の状態分布が形成モデルの時間発展と整合しているかを検証する。解析を行った結果、磁場が強い磁束管は、対流の沈み込みで作られるという従来の磁束管形成モデルに当てはまる状態の磁束管が多く見つかった。一方で、上昇流が発生しているところに位置する 1kG 程度の磁場が強い磁束管も見られた。本講演では、この解析結果について考察する。

- 1 Stenflo, J. O. 1973, Sol.Phys., 32, 41.
- 2 Parker, E. N. 1978, ApJ, 221, 368.
- 3 Nagata, S., Tsuneta, S., Suematsu, Y., Ichimoto, K. et al. 2008, ApJ, 677, 145.