

2016 年度 第 46 回
天文・天体物理若手夏の学校

講演予稿集
太陽・恒星分科会

太陽・恒星分科会

For Whom the Stars Shine

日時	7月26日 15:15 - 16:15, 17:45 - 18:45 (招待講演: 本田 敏志 氏), 20:15 - 21:15 (分科会別ポスター) 7月27日 13:30 - 14:30, 14:45 - 15:45 (招待講演: 岩井 一正 氏) 7月28日 10:15 - 11:15, 13:30 - 14:30
招待講師	本田 敏志 氏 (兵庫県立大学)「星の化学組成からわかること」 岩井 一正 氏 (情報通信研究機構)「電波で見る太陽の姿」
座長	吉田正樹 (総研大 M2)、松野允郁 (総研大 M2)、和田有希 (東京大学 M2)、鄭祥子 (京都大学 M2)
概要	<p>近年の太陽・恒星研究では、数多くの新しい観測が計画・実行されてきています。太陽研究に関しては、2006年から行われてきた日本の Hinode 衛星による太陽表面の微細構造の観測と上空大気のプラズマ診断に加えて、SDO 衛星による紫外線から極端紫外線における多波長での太陽全面観測、2013年に打ち上がった IRIS 衛星による紫外線分光観測などが多くの成果をあげつつあり、去年の夏には CLASP ロケットも打ちあがり、Lya 線の偏光観測に成功しました。また恒星研究においても、これまでのすばる望遠鏡や Kepler 衛星、国際宇宙ステーションに設置の全天 X 線サーベイ MAXI の観測に加えて 2013年には位置天文衛星 GAIA が観測を開始し、今後は京都大学の 3.8m 望遠鏡や ASTRO-H(Hitomi 衛星)による恒星観測も期待されています。このように様々な観測データが得られることにより、太陽と他の恒星を関連付けた研究の重要性も増してきました。新たな観測と理論や数値シミュレーションの総合力をもって太陽・恒星ともに研究を大きく前進させる時期が来ています。本分科会では太陽・恒星の幅広いテーマを取り上げ、広い角度から太陽・恒星の全体像を把握することを目指します。この試みにより専門分野を越えて多くの議論が行われ、知識の共有や新たな発見が生まれることを期待しています。さらに招待講演では太陽・恒星分野の第一線で活躍されている研究者を2名招待し、最新の研究を紹介していただきます。最先端の研究を肌で感じ、参加者のさらなる研究意欲をかきたてられることでしょう。皆が持っている太陽・恒星に関する知識やアイデアを結集し、本分科会が日本における太陽・恒星の研究をさらに加速させるエネルギー源となるよう期待しています。</p> <p>注) 激変星 (新星や矮新星など) や白色矮星は太陽・恒星分科会で扱います。 注) 超新星爆発や中性子星はコンパクトオブジェクト分科会で扱います。 注) 水素燃焼が始まる前の原始星は星形成・惑星系分科会で扱います。 注) 水素燃焼しない褐色矮星は惑星系分科会で扱います。</p>

本田 敏志 氏 (兵庫県立大学)

7月26日 17:45 - 18:45 B会場

「星の化学組成からわかること」

恒星の高分散分光観測によって得られる星の化学組成は様々な情報を与えてくれます。太陽のような星では、その星が誕生した時の環境を反映すると考えられるので、様々な時代の星について調べることで、銀河系の進化や宇宙の進化、さらには元素の起源についての情報を得ることが出来ます。また、進化した星では内部での元素合成の結果が見られることもあるので、恒星の進化や大気構造についての理論モデルを検証するための重要な証拠ともなります。近年では、惑星を持つ星では高い金属量を示す傾向が見られ、このことは星の詳細な化学組成から惑星の形成についての情報が得られる可能性もあります。このように、恒星の分光観測は昔から行われている研究手法ではありますが、今でも重要な研究手法です。最近の恒星の化学組成についての観測とその結果について紹介します。

1. Asplund et al. ARAA 2009
2. McWilliam ARAA 1997
3. Tolstoy et al. ARAA 2009

岩井 一正 氏 (情報通信研究機構)

7月27日 14:45 - 15:45 B会場

「電波で見る太陽の姿」

太陽・恒星からは様々な放射機構で電波が放射されています。その放射は基本的には連続波であり、放射される領域のプラズマ環境によって、キロメートル波からサブミリ波までの全ての波長帯で観測されます。様々な放射機構で様々な波長に放射される電波の情報からは、太陽表面近く(温度最低層)から外部コロナ・惑星間空間に至るまでのあらゆる領域の、熱的・非熱的プラズマの密度・温度・磁場などの診断が可能です。しかし、あまりにも様々な情報が含まれているため、電波のデータは時として難しいと敬遠されることもあります。今回、若手を中心とした会合で講演の機会をいただくに当たり、まず、「恒星はどうして電波を出すのか?」という基本的な部分まで遡って解説を始めたと思います。そして、主に日本の望遠鏡を中心に HiRAS、AMATERS、電波ヘリオグラフ、強度偏波計、45 m望遠鏡がどのような太陽観測を行い、何を明らかにしてきたのかをまとめます。その上で、今年から始まる ALMA による太陽初期観測について紹介します。ALMA によるミリ波・サブミリ波の太陽観測では、太陽彩層を今までにない高い空間分解能で電波観測が可能となるだけでなく、非常に高精度な較正により、質の高いデータを提供予定です。この観測で何が明らかになりそうか、今後どのような形態で参画が可能かについて紹介します。また NICT が進めている低周波の電波望遠鏡によるコロナ研究・宇宙天気予報研究の展望についても言及します。

太恒 a1 すざく衛星によって新たに発見された激しい光度変化を示す X 線天体の解析

木下 聖也 (宇宙科学研究所 東京大学大学院理学系研究科 天文学専攻 M1)

X 線は地球大気によって吸収されるため、地上からでは観測が不可能である。よって、X 線天体を観測するためには、基本的に天文衛星が必要である。そのため、X 線天文学の始まりは宇宙開発の始まりとほぼ一致し、その歴史は 50 年程度と浅い。その間に打ち上げられた X 線天文衛星の数は限られており、宇宙には数多くの X 線天体が未発見のまま残されている。

すざく衛星は 2005 年から 2015 年にかけて活躍した日本の X 線天文衛星である。すざくは、いくつかの観測装置を備えており、その一つが撮像能力を有する X 線 CCD 検出器 (X-ray Imaging Spectrometer : XIS) である。この検出器は、同時期に運用されていた Chandra や XMM-Newton などの X 線天文衛星の CCD 検出器に比べ、空間分解能が悪く、点源検出能力では劣っていたのだが、広がった X 線天体に対しては優れた感度を有していた。この特長を生かし、すざくはこれらの衛星が観測していない多くの領域も観測したため、偶然未知の X 線天体を視野に入れていた可能性がある。また、X 線天体の光度は激しく時間変動することが多いため、既に他の衛星によって観測された領域からもしばしば新たな天体が発見される。

実際、全ての XIS データから点源検出を行った結果、1000 以上の新たな X 線天体が発見された。また、さらにその中の数十個の天体は、観測期間中に大きな光度変化が確認された (山崎, 2016)。我々は、すざくによって新しく発見された X 線天体のうち、光度変化が特に激しい天体に焦点を当て、詳細に解析した。本講演ではその結果を報告するとともに、それらの天体の起源を議論する。

太恒 a2 WZ Sge 型矮新星 ASASSN-16eg の可視連続測光観測と早期スーパーハンプ発生機構見直しへの示唆

若松 恭行 (京都大学宇宙物理学教室 M1)

矮新星は激変星 (白色矮星を主星に持つ近接連星系) の一種である。伴星からの質量輸送によって主星の周りに形成された降着円盤内の物質が急激に主星に降着するとき、突発的な増光現象 (アウトバースト) が観測される。矮新星の中には、降着円盤内の物質の運動と伴星の軌道運動の共鳴が原因で、通常のアウトバーストに比べて大規模な増光であるスーパーアウトバーストを起こすグループが存在する。その中でも、連星の軌道周期 P_{orb} が短く質量比 q が小さい WZ Sge 型矮新星と呼ばれるグループでは、降着円盤が 2:1 共鳴を起こす半径まで広がり、早期スーパーハンプと呼ばれる微小光度変動を伴うスーパーアウトバーストが観測される [1]。早期スーパーハンプは 2:1 共鳴に特有の現象であり、 $q < 0.08$ の系で発生すると考えられている [2]。

2016 年 4 月、早期スーパーハンプを伴うスーパーアウトバーストを起こしている WZ Sge 型矮新星 ASASSN-16eg が発見された。この天体のスーパーアウトバーストについて、我々が主導する国際変光星ネットワーク VSNET を通じて可視連続測光観測を行い、光度変動の周期解析から軌道周期と質量比を推定した。その結果から、ASASSN-16eg が以下の二点で他の WZ Sge 型矮新星とは異なる性質を示すことがわかった。一つ目は、ASASSN-16eg の質量比 ($q = 0.123pm0.003$) が、理論的

に 2:1 共鳴が起きると考えられている質量比の上限値に比べて約 1.5 倍大きい点である。そのため、早期スーパーハンプの発生機構や 2:1 共鳴が起こる質量比について見直す必要がある。二つ目は、ASASSN-16eg は軌道周期 ($P_{orb} = 0.07554pm0.00003$ 日) が平均的な WZ Sge 型矮新星に比べて約 1.3 倍長く、連星進化学理論により予測される質量比-軌道周期関係 [3] から大きく外れている点である。そのため、ASASSN-16eg が他の多くの激変星とは異なる進化経路を辿っている可能性が示唆される。本講演では、以上の二点について議論する。

1. Kato, T., 2015, PASJ, 67, 108
2. Osaki, Y., and F. Meyer, 2002, A&A, 383, 574
3. Knigge, C., I. Baraffe, and J. Patterson, 2011, ApJS, 194, 28

太恒 a3 炭素-酸素混合強結合プラズマの固液相転移における理論的研究

藤田 勝美 (大阪大学 理学研究科 宇宙進化グループ M1)

白色矮星内部は主に炭素と酸素で構成されているが、その内部構造はよくわかっていない。白色矮星内部は非常に高密度な天体であり、電子の縮退が強い一様な背景電荷とみなすことができる。このため One Component Plasma (OCP) と呼ばれるプラズマを理想化したモデルを用いて白色矮星内部の構造を調べることが可能である。OCP ではプラズマの性質を結合定数 Γ で決定するという特徴がある (S. G. Brush et al. 1966 & K.-C. Ng 1974)。現在、炭素の純物質での場合 $\Gamma = 178$ 付近で液体から固体へと相転移が起こることが知られている (東辻浩夫 1989 & W. L. Slattery 1980)。また結晶構造は体心立方格子 (BCC) になることが知られている (J. P. Hansen et al. 1973)。しかし重力下にある OCP や炭素と酸素の混合系についてもまだ確認されていない。このような研究が進むことによって将来的には、白色矮星の内部が冷えていく過程での進化の仕方や新星爆発のメカニズム等が理解できると予想されている (S. Ichimaru et al. 1988)。これらを踏まえ本研究では、炭素と酸素の混合系強結合プラズマが相転移を起こすときの結合定数とその付近の結晶構造を調べることを目的とした。計算の方法として分子動力学法 (leap-frog 法) を使い、炭素と酸素の粒子数をそれぞれ 216 とシミュレーションを行い、動径分布関数と 1 粒子あたりの相互作用エネルギーの値を求めた。この結果、炭素と酸素の混合状態では相転移が $\Gamma = 176pm2$ で起こると予測した。白色矮星の冷却過程で酸素の固化の早さによって白色矮星の寿命が延びることが考えられる。今回の結果から混合系の固化が酸素の固化より早いと酸素が中心に落ち込むことはなく寿命が伸びない可能性がある。このため混合系の固化についてもっと調べるべきである。

1. W. L. Slattery and G. D. Doolen, Phys. Rev. A21(1980)2087.
2. S. G. Brush, H. L. Sahlín and E. Teller, J. Chem. Phys. 45(1966)2102.
3. S. Ichimaru, H. Iyetomi, and S. Ogata, Astrophys. J. 334(1988)L17.

太恒 a4 強く速度場を抑制されたときの熱対流のエネルギー輸送について

新井 祥太 (千葉大学 宇宙物理学研究室 M1)

太陽対流層における熱対流は差動回転や子午面還流を維持するのに重要な役割を果たしている。太陽は赤道加速型の差動回転をしているが、最近の太陽パラメータを用いた高解像度シミュレーションでは極加速が実現されてしまっている。この問題は数値シミュレーションにおける熱対流速度が速すぎることが原因だと考えられており、局所日震学から得られた結果もこれを支持している。最近の MHD シミュレーション (Hotta et al. 2015) では小スケールのローレンツ力が速度を抑制することが分かったが、十分に抑えられてはいない。また、解像度が高ければ高いほど速度場は強く抑制されており、収束していない。そこで、我々は解像度が無限大の極限 (現実の太陽) では小スケールのローレンツ力が赤道加速を説明するのに十分に効くという仮定をし、この極限での対流によるエネルギー輸送の振る舞いについて調べることにした。この速度場が強く抑制された極限の状況を調べるために、磁場を模した粘性を考慮した 2 次元熱対流シミュレーションを行った。たとえ対流速度が遅くなったとしても、熱対流は下部境界から課されたエネルギーを運ぶ必要があるため、なにかしらの熱力学変数が変化しなければならない。本研究では、鉛直方向速度と温度擾乱の相関が良くなることによってエネルギーを効率よく運ぶようになることが確認された。この結果が非常に強い磁場を持った熱対流に適用できることを期待している。

1. Hotta et al., 2015, ApJ, 803, 42

太恒 a5 2セル子午面循環流に基づく太陽差動回転の数値シミュレーション

戸次 宥人 (東京大学地球惑星科学専攻 M1)

太陽の大規模対流構造は、赤道が極に比べて速く回転する「差動回転」と、子午面内で閉じた循環流である「子午面流」の2つで特徴づけられ、これらは互いに影響を及ぼし合いながらバランスしていると考えられている。このうち子午面流に関しては、近年の日震学的観測結果により、これまでの多くの磁束輸送型ダイナモモデルに基づく運動学的数値シミュレーションにおいて仮定されてきた1セル構造ではなく、動径方向に異なる2つの逆向き循環流が並んだ2セル構造をしている可能性が示唆された。子午面流は差動回転と共に太陽内部での周期的な磁場の維持・生成メカニズム (ダイナモ機構) において極めて重要な役割を担っており、特に磁束輸送型ダイナモモデルにおいては赤道方向への黒点移動という観測事実は対流層底での赤道向きの子午面流によって説明されていたので、対流層底で極向きの流れを示唆するこの日震学的観測結果は、従来の磁場生成理論に大きな見直しを迫る恐れがあると考えられる。そこで本研究では、太陽の大規模対流構造を駆動している乱流角運動量輸送の効果をモデル化した平均場流体シミュレーションを行うことにより、自己無頓着な差動回転と子午面流の平均場構造を計算することを可能にし、日震学的観測結果から示唆される2セル子午面流が太陽の差動回転とバランスして達成されることが可能かどうか検証を行った。その結果、動径方向と経度方向の乱流の相関が対流層下部で正、対流層上部で負となるような空間分布を持つ時に太陽作動回転と2セル子午面流が両立することが確かめられた。

1. J.Zhao., et al. 2013, ApJL, 774, L29
2. M.Rempel., 2005, ApJ, 622, 1320
3. H.Hotta., M.Rempel., & T.Yokoyama., 2015, ApJ, 798, 51

太恒 a6 ケプラー宇宙望遠鏡の観測から示唆された太陽型星内部の1様回転とそれを担う角運動量輸送機構の効率評価

中川 雄太 (東京大学 宇宙理論研究室 M1)

太陽型星の表面付近では乱流によって音波振動が励起されており、その結果これらの恒星は太陽の5分振動に代表されるような周期的な光度変化を示すことが知られている。この音波振動は星内部にまで伝わるため、星固有の光度変化の周期解析から内部構造や内部自転に関する情報が推定できる。近年まで対象は太陽と少数の近傍恒星に限られてきたが、コロージャケプラー宇宙望遠鏡によって高精度・長期間の光度変化データが得られ、それ以外の多数の恒星についても解析できるようになった。

Benomar et al. (2015) は1~1.6太陽質量主系列星22個について、ケプラーデータの星震解析から恒星内部の平均自転角速度を求めた。そしてそれと地上の分光観測から得た表面自転角速度とを比較し、両者の間に概ね有意な差が見られないことを示した。これは太陽型星の内部と外部がほぼ同じ角速度で回転していることを示唆する。一方で、内部コアが角運動量を保ちながら進化に伴い収縮していくと考えると、外層に比べ大きい角速度を持つことが予想される。ゆえに、上の観測結果と「内部コアと外層に大きな角速度差が生じる」という単純な予想は矛盾する。これから、主系列期もしくはそれ以前の進化段階において、内部コアから外層へ十分な角運動量輸送が行われたことが示唆される。この輸送機構としては主に1. 対流層での子午面対流やシア乱流の効果、2. 放射層を掃く重力波の効果、3. 内部磁場に起因する磁気流体不安定性の効果、が挙げられる。

以上を踏まえ、本研究では太陽型星内部の1様回転を説明するべく、これら3つの機構を組み入れたモデルを考えてそれぞれの角運動量輸送効率を評価し、上の結果と整合的か、また効率の大きさの制限付けが可能かを議論する。加えて、Benomar et al. (2015) のうち最も有意に内部/外部の回転の差が見られた KIC9139163 について、輸送効率評価を通してその原因と天体の成り立ちを考察する。

1. Huber et al. 2013b, ApJ, 767, 127
2. Benomar et al. 2015, MNRAS, 452, 2654
3. Deheuvels et al. 2012, ApJ, 756, 19

太恒 a7 miniTAO による銀河系とマゼラン雲の大質量星クラスターの近赤外観測

大澤 健太郎 (東京大学 天文学教育研究センター 東京大学大学院理学研究科天文学専攻 M1)

Wolf-Rayet 星は初期質量が $20M_{\odot}$ 以上の大質量星の終末段階の星であり、重力崩壊型の超新星爆発を引き起こすと考えられている。Wolf-Rayet 星の特徴としては、大きな質量放出がある。これにより水素外層

は取り除かれており、ヘリウムや窒素や炭素の幅の広い特徴的な輝線をもつ。Wolf-Rayet 星になるような大質量星は寿命が短く、Wolf-Rayet 星の滞在期間は非常に短いため、Wolf-Rayet 星は星形成領域のよいトレーサーになる。また、Wolf-Rayet 星は強い UV 光の放射や大きな質量放出によって周囲の環境に与える影響が大きく、超新星爆発により重元素を宇宙空間に供給することで銀河の化学進化にも寄与する重要な天体である。しかし、Wolf-Rayet 星は大きな質量放出をしているため、星自身の物理量を直接得るのは困難であり、多くの不明な点が残されている。

我々はチリ・アタカマにある miniTAO 望遠鏡に近赤外カメラ ANIR を装着して銀河系とマゼラン雲の大質量星クラスターについて取得されたデータを用いて解析を行った。解析により、金属量の異なる環境下では大質量星の進化が異なると示唆する結果が得られた。また、Wolf-Rayet 星の星自身の Ks 等級が推定できる結果も得られた。本発表ではこれらについて紹介する。

1. Paul A. Crowther *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 45 177 (2007)
2. C. K. Rosslove and P. A. Crowther *MNRAS* 447 2322 (2015)

太恒 a8 XMM-Newton 衛星で捉えられた急激な X 線変動天体の正体

中村 優美子 (中央大学 天体物理学 (坪井) 研究室 M1)

X 線天文衛星 XMM-Newton は、現在、観測可能な X 線天文衛星の中で最も有効面積が広く、集光能力が高い衛星である。そのため暗い天体からのフレアも検出することが可能である。XMM-Newton の観測により 2XMMi-DR3 カタログが作成された。その中にある光度変動の確認された天体の中から AGN を探す研究が行われた。(Kamizawa et al. 2012) その際、光度曲線が、急激に光度が増し指数関数的に減少するという恒星からのフレアの光度曲線に似ている天体が 26 天体見つかった。この 26 天体の天体の種類や距離は不明であり、フレアの大きさを表す X 線光度などもとめられていない。そこで私は、まずこれらの天体を可視光や赤外の天体と同定し、それらのデータを用いて SED を作成した。そして作成した SED から天体の温度をもとめた。その結果、M 型星に対応する温度の天体が 22 天体、K 型星の温度の天体が 3 天体、F 型星の温度の天体が 1 天体あることが分かった。M 型星の中には褐色矮星程度の温度のものもあった。褐色矮星からの X 線、特に年齢の高いものからの検出はほとんど例がない。また、26 天体中 B-V 等級が 1.5 より小さい 15 天体を主系列星だと仮定し、HR 図上の星と比較することで距離をもとめた。これらの天体までの距離は数十〜約 1500 pc であった。もとめた距離での X 線光度は、 $10^{28} - 10^{32}$ ergshspace1exs⁻¹ 程度であり、それぞれのスペクトル型の主系列星としては最大級のものである。また、もしこの 21 天体が主系列星ではなく他の進化段階であった場合、前主系列星や、巨星などは主系列星よりも大きな光度をもつので、距離は我々の見積りよりも大きくなる。つまり、この X 線光度はそのスペクトル型の星から考えられるフレアの大きさの下限值を表している。

太恒 a9 太陽フレアに伴う彩層蒸発における高エネルギー粒子の効果

中村 達希 (京都大学宇宙物理学教室 M1)

太陽フレアとは、太陽表面で観測される数分から数時間にわたる増光現象であり、爆発的な磁気エネルギーの解放により生じると考えられている。太陽大気上層にはコロナと呼ばれる希薄かつ高温なプラズマがあり、磁気エネルギーの解放がコロナで発生するとそれがフレアとして観測される。

フレアによってコロナで解放されたエネルギーは太陽大気下層へ輸送される。太陽大気下層には低温高密度の彩層が存在する。彩層のプラズマはコロナから輸送されるエネルギーによって急激に加熱され、膨張し、大気上空へのプラズマの流れができる。この現象は彩層蒸発と呼ばれる。

Nagai(1980) はエネルギー輸送過程として熱伝導を考慮することで彩層蒸発流を再現している。このことから熱伝導はコロナから彩層への最も有力なエネルギー輸送過程だと考えられている。しかし、vSvestka(1968) による観測など、熱伝導だけでは説明できない現象も観測されている。高エネルギー粒子によるエネルギー輸送も議論されているが (Nagai and Emslie, 1984)、定量的には十分でない。

そこで、フレアに伴うコロナから彩層へのエネルギー輸送過程を理解するために、Nagai and Emslie(1984) の高エネルギー粒子のモデルを用いた次元の流体数値計算を行った。熱伝導と高エネルギー粒子によるエネルギー輸送で、彩層蒸発流の温度や密度にどのような違いが現れるかを調べる予定である。

1. Nagai, F., 1980, *ApJ*, 68, 351
2. Svestka, Z., 1968, *Nobel Symp*, 9, 17
3. Nagai, F., and Emslie, A. G., 1984, *ApJ*, 279, 896

太恒 a10 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 M1)

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 ~ 10,000 倍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 ([1] ほか)。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 (τ) の間の関係に $\tau \propto E^{0.39}$ 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・軟 X 線の観測 ([2],[3]) とも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った。

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。解析における問題は、太陽における白色光フレアは、光球面の背景放射に対して増光が弱いことであった。そこで、フレアにおいて白色光の増光位置と硬 X 線の増光位置がよく対応していることに着目し、RHESSI 衛星 (硬 X 線) の増光から白色光の増光

位置を特定して、白色光フレアの増光を検出した。さらに、フレアのエネルギーは、先行研究をもとに 10,000K の黒体放射を再現するように計算した。その結果、太陽の白色光フレアにおいては $\tau \propto E^{0.4}$ で、太陽型星スーパーフレア及び太陽の硬・軟X線での冪の傾き ($\tau \propto E^{0.2-0.4}$) と矛盾しないことがわかった。一方で、太陽の白色光フレアの継続時間は、太陽型星のスーパーフレアの冪乗則から予測されるものより、約一桁大きかった。この結果はより短い継続時間の太陽白色光フレアが存在、あるいは長い継続時間の太陽型星のスーパーフレア存在を示唆しており、さらなる観測が必要である。

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

.....

太恒 a11 全天 X 線監視装置 MAXI を用いた星からの巨大フレアの統計的研究

佐々木 亮 (中央大学 天体物理学 (坪井) 研究室 M1)

星表面で起こるフレア現象はいつ起きるかわからない。このような発生の予測が困難な現象の観測には、全天監視装置によるサーベイが有効である。MAXI は国際宇宙ステーションに搭載され、90 分で地球を 1 周し全天をサーベイする高感度の全天 X 線モニターである。Gas Slit Camera と Solid-state Slit Camera の 2 つの検出器が搭載されておりエネルギー帯域はそれぞれ 2 - 30 keV、0.5 - 12 keV である。この能力を用いて、我々は MAXI を使って星フレアのサーベイを行った。7 年間で 25 天体 (RS CVn 型連星:12, Algol 型連星:1, dMe 型星:9, dKe 型星:1, YSO:1, TTS:1) から計 100 発のフレアを検出した。これらのフレアの X 線ルミノシティー (L_f) は $2e30 - 5e33 \text{ erg s}^{-1}$ であり、星として最大級のフレア群と言える。

Pevtsov et al. 2003 により、定常 X 線のルミノシティーと星の磁束との正の相関が示されている。よって磁気エネルギーの解放であるフレアのルミノシティーとの相関も考えられるため、我々は MAXI によって検出された各天体における最大の L_f と、定常 X 線ルミノシティー (L_q) (Voges et al. 1999) とを比較した。その結果 $L_f \propto (L_q)^{0.7}$ の相関が得られた。また、これらのデータに対して太陽のデータ (Drake et al.1969, Sammis et al. 2000) をプロットしたところ同一直線上に乗ることが確認され、星全般の相関であることが示唆された。MAXI におけるフレアサンプルは各々の恒星が持ちうる最大フレアと言っている。しかしこのような統計的研究は今までになされていなかった。本講演では、これらの統計的結果の解釈について述べる。

.....

太恒 a12 スーパーフレア星の X 線調査

矢吹 健 (中央大学 天体物理学 (坪井) 研究室 M2)

恒星で起こるフレアは磁力線がつながり変わる際の磁気エネルギーの解放で起こると考えられており、中には太陽と同じ G 型星でありながら、太陽における最大フレア (10^{32} erg 程度) の 10 倍以上ものエネルギーを解放するフレアも存在する。これらをスーパーフレアという。前原、柴

山らは、ケプラー衛星による可視光データを用いて G 型主系列星の光度曲線をサーチし、279 天体においてスーパーフレアを確認した。これらの中には、自転周期が太陽のように遅い天体 (20 日ほど) も含まれていた。また、フレアの最大エネルギーと自転速度の間に相関はなかった (Maehara et al.2012)。上記の結果は、星の磁気的活動をトレースする X 線帯域の結果とは矛盾する可能性がある。従来、小質量星では自転周期が短いほど X 線光度が大きいう関係が得られている (Pallavicini et al 1981)。スーパーフレア星の X 線帯域での活動性を調べるため、我々は X 線帯域のアーカイブデータを解析した。我々の目的は、まず可視光帯域で巨大なフレアを起こす G 型矮星が X 線帯域においても高い光度を持つのか、またこれらスーパーフレア天体の X 線光度 (L_x) と全波長での光度 (L_{bol}) の関係を調べることであった。その結果、ROSAT で 3 天体、XMM-Newton では更に 5 天体がデータの存在した。これらを解析したところ可視光フレアの最大エネルギー (E_{max}) と定常的な X 線光度との間に正の相関を見出した ($E_{max} \propto L_x^{1.07}$)。この傾きは、X 線フレアの最大エネルギーと定常 X 線の関係から得られる傾き (中央大学 佐々木発表) とは異なる傾きを示した。このことは、可視光フレアと X 線フレアの機構の違いを示している可能性がある。また、自転周期の短い天体は Pizzolato et al.2003 の (L_x/L_{bol}) 飽和線上に乗り、自転周期 10 日以上は従来の関係より約一桁大きいことが分かった。

1. Shibayama, T., Maehara, H., Notsu, S., et al. 2013, ApJ, 577, 422
2. Maehara, H., Shibayama, T., Notsu, S., et al. 2012, Natur, 485, 478
3. Notsu, S., Honda, S., Notsu, Y., et al. 2013, PASJ

.....

太恒 a13 巨大黒点はスーパーフレアを起こしうるか?

幾田 佳 (京都大学宇宙物理学教室 M2)

フレアとは太陽表面での黒点近傍の磁場に駆動される突発的爆発現象であり、太陽以外の様々な恒星で観測されている。恒星の中でも自転速度が遅く ($\sim 2 \text{ km/s}$)、年をとった太陽で現在までに観測されたフレアの最大のエネルギーは 10^{32} erg 程であるが、自転速度が速く ($> 10 \text{ km/s}$)、若い星や近接した連星ではエネルギーがその 10^{1-6} 倍で 10^{33-38} erg 程の大規模なフレア (スーパーフレア) も多数発生していることが報告されている。それ故に、近年までは、自転速度が遅く年をとった太陽は磁気活動が穏やかであり、スーパーフレアは起こらないだろうと考えられてきた。しかしながら、系外惑星探査衛星ケプラーの測光観測による 8 万天体以上の太陽型星の解析により、太陽型星の 279 天体で延べ 1547 回のスーパーフレアが報告された。^[1,2] もしこのようなスーパーフレアが太陽で起これば、磁気嵐などによる地球環境や文明社会の甚大な被害は免れない。

スーパーフレア星の観測データには数日から数十日の準周期的な光度の時間変動が見られるため、スーパーフレア星の表面に巨大黒点が存在し、自転に伴って黒点の見え方が異なることが示唆され、すばる望遠鏡で分光観測によって精査することで立証された。また、光度の時間変動から巨大黒点の大きさと磁気エネルギーを概算すると、巨大黒点の磁気エネルギーでスーパーフレアのエネルギーが説明可能だと確認された。

そこで、「どのような物理量で、巨大黒点がスーパーフレアを引き起こすのか」という点を詳細に解明する必要がある。そのために本研究では、先行研究^[3]を元に、光度の時間変動からスーパーフレア星の自転周期や差動回転、巨大黒点の大きさや緯度の時間変動などの物理量をマルコフ

連鎖モンテカルロ法というベイズ統計の手法を用いて直接的に推定することを試み、それらの物理量とスーパーフレアの相関を調べた。本発表では、スーパーフレアについての概説と研究経過を提示する。また、本研究の統計的手法の天文学への応用なども紹介する。

1. Maehara, H. et al. Nature 485, 478-481 (2012)
2. Shibayama, T. et al. Astrophys. J. Suppl. Ser. 209, 5 (2013)
3. Bonanno, A. et al. A&A, 569, A113 (2014)

.....
太恒 a14 地球に向かうコロナ質量放出の伝播時間予測
 王 怡康 (東京大学地球惑星科学専攻 M1)

コロナ質量放出 (Coronal Mass Ejection, CME) は太陽から宇宙空間へのプラズマ放出現象である。CME が地球に向かって伝播する場合、磁気圏が影響を受け社会的な被害をもたらすこともあり得る。本研究では STEREO と SOHO 衛星で多角度から撮られた画像データに基づき、Graduated Cylindrical Shell モデルによる CME の 3D 構造を再現し、CME の初期伝播速度を測った。一方、WIND や ACE 衛星の観測で地球向き CME が地球に到達する時刻を測ることもできるので、抗力モデルを用いて 21 イベントの CME の初期速度と伝播時間について統計的な解析を行った。21 イベントの中 5 イベントの CME は 3D 構造からは地球に到達できないと予想されるにもかかわらず、実際は到達することが分かった。それらのイベントでは抗力モデルは成り立たないと考えられる。この 5 イベントを取り除くと、モデルから得られる伝播時間と実際伝播時間の平均的な誤差は約 7 時間であった。

1. Shi, T., Wang, Y., Wan, L., et al. 2015, ApJ, 806, 271
2. Thernisien, A. F. R., Howard, R. A., & Vourlidas, A. 2006, ApJ, 652, 763

.....
太恒 a15 フィラメント噴出とそれに先行するフィラメント振動の相関性に関する調査

関 大吉 (京都大学宇宙物理学教室 京都大学大学院総合生
 存学館 M1)

太陽の上空大気であるコロナ中には、フィラメントと呼ばれる周囲に比べて低温高密度な帯状のプラズマが浮遊している。このフィラメントは磁場の力によって支えられているが [1]、しばしば磁場構造の不安定化により噴出する [2]。これによりコロナから大量のプラズマ粒子が惑星間空間に放出され、人工衛星の故障や地磁気の乱れによる大規模停電が引き起こされる恐れがある。この社会的影響を最小限に抑えるには、フィラメント噴出の予測が重要である。

フィラメントはしばしば噴出直前において振動や激しく動く様子が観測されている [3]。そのため、もしフィラメントの運動を噴出の前兆現象と捉えることができれば、フィラメント振動の観測を噴出予測に役立てられる可能性がある。また、噴出直前の振動現象は、フィラメントが安定状態から不安定状態へ遷移する過程の情報を反映しているはずである。したがって、噴出直前のフィラメント振動について、観測データから物理量を調査することで、噴出を伴うフィラメント振動の特徴を統計的に抽出できる可能性もある。

こういった背景から、本研究では、京都大学飛騨天文台 SMART 望遠鏡の太陽全面の H α 線撮像データを用いて、噴出した多数のフィラメントに対し、噴出直前に振動現象が確認される割合を調査する。さらに、振動の確認された噴出例に対し、振動中のフィラメントの種々の物理量を解析することで、噴出を伴うフィラメント振動の特徴の抽出を試みる。これらの研究により、フィラメント振動が噴出の前兆現象として予測に役立てられ得るか、その場合、重要な物理量や特徴は何か、について結論を得る。

1. Kopp, R. A. & Pneuman, G. W. 1976, Solar Physics, 50, 85
2. Forbes, T. G. & Priest, E. R. 1995, ApJ, 446, 377
3. Isobe, H. & Tripathi, D. 2006, A&A, 449, L17-L20

.....
太恒 b1 8-10 太陽質量星における O+Ne+Mg コアの崩壊までの過程

中尾 美穂 (九州大学 宇宙物理理論研究室 M1)

恒星の進化はその質量によって大きく異なる。中でも 8 太陽質量以上の星は大質量星と呼ばれ、進化の最終段階で重力崩壊による超新星爆発を引き起こし、その後中性子星やブラックホールへと変化する。この大質量星の中でもさらに質量によって細かく進化の過程は異なる。それは、恒星の内部では、H, He, C, Ne, ... の順に原子核燃焼を起こしていくわけだが、それが起こるための中心コアの質量の最小値がそれぞれ存在するためである。今回注目する 8-10 太陽質量の恒星は、C 燃焼後中心で O+Ne+Mg コアが形成された後、そのコアの質量が Ne 点火に必要な 1.37 太陽質量を下回っているために Ne 燃焼が起こらず、He 層が dredged up される。そしてヘリウム層よりも内側のコアの質量が 1.375 太陽質量まで到達すると、 $^{24}\text{Mg}(e, \nu)^{24}\text{Na}(e, \nu)^{24}\text{Ne}$ と $^{20}\text{Ne}(e, \nu)^{20}\text{F}(e, \nu)^{20}\text{O}$ の電子捕獲反応が始まり、コアが急速に収縮してやがて崩壊し超新星爆発を引き起こし、中性子星となる。[1]

今回紹介する論文 [1] は、8.8 太陽質量の星について数値計算をしており、上記のようなことが確かめられた。また、9.6 太陽質量のものとも比較し、おおまかには同じ進化の過程を経ていたが、dredged up が始まる段階が 8.8 太陽質量のものの方がはるかに早いことも分かった。

1. 1. Nomoto, 1987, ApJ, 322, 206

.....
太恒 c1 VERA によるミラ型変光星 T UMa の年周視差測定

大山 まど薫 (鹿児島大学 M1)

ミラ型変光星を含む長周期変光星には変光周期と明るさの間に周期光度関係 (Period-Luminosity Relation) と呼ばれる数量的な関係がある。鹿児島大学グループでは国立天文台 VERA による高精度な年周視差の測定と鹿児島大学 1m 光赤外線望遠鏡による見かけの等級と変光周期の測定を行い、天の川銀河のミラ型変光星に対する周期光度関係を確立することを目標としている。現状では VERA と 1m 望遠鏡によって距離と変光周期がどちらも測定された天体は少なく、より多くのデータが必要である。今回、私はミラ型変光星 T UMa (T Ursae Majoris) を VERA によって観測し、その年周視差が $\pi = 0.96 \pm 0.19$ ミリ秒角、距

離が $D = 1.05^{+0.25}_{-0.17}$ キロパーセクであることを求めた。また、鹿児島大学 1m 光赤外線望遠鏡より、変光周期は 257 日、近赤外線 K バンド見かけ等級は 2.79 等が得られた。これらから、絶対等級は $-7.31^{+0.39}_{-0.47}$ 等と求められた。この結果より、Nakagawa et al.(2014) の周期光度関係は、T UMa の測定誤差範囲内に含まれることがわかった。

太恒 c2 The solar-like oscillations of HD 49933: a Bayesian approach

八田 良樹 (国立天文台三鷹 総合研究大学院大学物理科学研究科天文学専攻 M1)

物体の固有振動はその物体の内部構造に関する情報を含んでおり、例えば長さのわかった弦の固有振動数は、その弦の張力と密度とによって決定される。恒星もまた固有振動を持ち、その星その星に固有の振動から星の内部構造を知ることができる。これが星震学である。近年、Kepler 衛星や CoRoT 衛星など、宇宙からの観測を可能とする装置が打ち上げられており、それらがもたらす豊富なデータにより星震学のさらなる発展が見込まれている。しかしながら、星震学の根幹をなす、固有振動の振動数、線幅、振幅などのパラメータを、データから推定することは容易なことではない。これまでに、最尤法 (MLE) や最大事後確率推定 (MAP) を利用したパラメータ推定が行われてきたが、それらの手段は得られたパラメータの確率分布の情報が断片的であるという点から、改善の余地があった。以上の背景を踏まえ、今回の講演では O.Benomar, et al. (2009) “The solar-like oscillations of HD 49933: a Bayesian approach” について紹介する。この論文では太陽型の恒星 (HD49933) を例に取りベイズ法とマルコフ連鎖モンテカルロ法 (MCMC) を組み合わせたパラメータ推定、および、その推定方法の確からしさを検証するためのシミュレーションを行っている。主な結果としては、断片的でなく広い情報を持った、パラメータの事後確率分布が得られたこと。数通りの、想定されるモデルの比較を定量的に行えたこと。シミュレーションの結果から、今回のパラメータ推定法が有効であると考えられること。以上の三つが上げられる。最後に、今後の研究の展望について述べる。

1. O.Benomar, et al. (2009) “The solar-like oscillations of HD 49933: a Bayesian approach” *Astronomy and Astrophysics* 506, 15-32

太恒 c3 超金属欠乏星に見られる低いリチウム組成の起源

松野 允郁 (国立天文台三鷹 総合研究大学院大学天文学専攻 M2)

[Fe/H] < -1.5 の金属欠乏星中では Li 含有量は恒星によらず一定となり、Spite plateau を形成することが知られている。この一定値はビッグバン元素組成を反映していると考えられてきたが、近年の金属欠乏星の観測により [Fe/H] < -2.5 の恒星の中に低い Li 含有量を持つものが存在し、全体としてリチウム含有量にばらつきが生じることが明らかになってきた。我々は低い Li 含有量の原因を探るため、Aoki et al. (2013) で観測を行った 137 の金属欠乏星のうち、[Fe/H] ~ -3.5 の 8 つの天体に対し追観測を行い、より高い S/N のスペクトルを取得した。新

たに取得したスペクトルをもとに、より詳細に組成を測定し、Li 含有量とその他の元素の組成や恒星大気パラメータとの相関を調べた。Li 含有量はほかのいかなる恒星の性質とも相関を示さないという結果を得た。この結果は、Li 含有量のばらつきは、恒星の質量や進化段階、形成環境に依存して起こるものではないことを示唆している。現状ではこうした金属欠乏星の Li 含有量の振る舞いを満足に説明できるモデルは存在していない。

1. Aoki, W. et al., 2013, *AJ*, 145, 13
2. Aoki, W. et al., 2009, *ApJ*, 698, 1803
3. Spite, F. & Spite, M., 1982, *A&A*, 115, 357

太恒 c4 近赤外高分散分光観測による M 型星の金属量決定

石川 裕之 (国立天文台三鷹 総合研究大学院大学物理科学研究科天文学専攻 M1)

M 型主系列星は、近傍のハビタブル惑星を探すターゲットとして有力視され、現在いくつかの系外惑星探索計画が進められている。これらの計画の中で、どのような性質を持つ系外惑星が、どのような中心星の周りに存在するのか詳細な議論をするにあたって、中心星の質量、半径、金属量など、星の基礎となるパラメータの正確な情報が必要である。既に Gaia 衛星による観測から質量と半径は分かっているが、金属量については良く分かっていないのが現状だ。

恒星の金属量を厳密に決める手法としては、恒星モデルから得られるスペクトルと実際に高分散分光器で観測されたスペクトルを比較する方法が一般的である。しかし M 型星では、低温の恒星大気に含まれる分子の吸収線が原子の吸収線の正確な解釈を妨げるため、金属量の研究はあまり進んでこなかった。そのため M 型星の金属量決定は、測光観測や低～中分散分光観測を用いた経験則に基づく推定がほとんどであった。

近年、近赤外線の高分散分光装置が世界中で作られ、これらを用いた M 型星の金属量決定の可能性が開かれようとしている。先行研究の例として、”Onehag et al. (2012) [1] と Lindgren et al. (2016) [2] は、J バンドの高分散分光観測データを用い、分子による吸収線も考慮し合成したスペクトルに基づく金属量の決定を行っている。しかし彼らのデータは M4 型より早期の星しか含んでいないため、近い将来ハビタブル惑星の発見が期待される、より晩期の M 型星の金属量については今後調べていく必要がある。

国立天文台のすばる望遠鏡では、今夏ファーストライトを迎える近赤外高分散分光器 IRD による、近傍 M 型星周りの系外惑星探索サーベイを計画している。我々は IRD で来年から得られる M 型星の近赤外高分散分光データのデータを用いて、晩期型 M 型星の金属量の決定を行うべく、検討を進めている。

本発表では、M 型星の金属量決定に関する研究の現状を概説し、我々が今後 IRD のデータをどのように解析することでこの研究に貢献するかを展望する。

1. Onehag, A. et al., *A&A* 542, A33 (2012)
2. Lindgren S. et al., *A&A* 586, A100 (2016)
3. Mann A. et al., *Astron. J.* 147, 160 (2014)

太恒 c5 偏光分光観測で探る光球層での磁束管形成過程

二宮 翔太 (京都大学宇宙物理学教室 M1)

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、磁氣的活動が活発ではない領域(静穏領域)での平均磁場強度は数 G 程度であるが、静穏領域の中に局部的に(100km 程度の大きさ)磁場が強い磁束管(~kG)があることが観測的に知られている([1])。

磁束管形成過程の観測研究は、磁束管が非常に小さいため、理論研究に比べてあまり進んでいない。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、ひので衛星での観測がある。その観測の結果は、理論的に求めた形成過程によく合致していることが確かめられた([2])。しかし、この観測では、光球近傍のごく一部の高さにしか感度がないため、磁束管の形成過程において高さ方向で、どのような変化が起きているかは確かめられていない。

本発表では、磁束管の形成過程と観測の現状を論じた後、京都大学飛騨天文台にあるドームレス太陽観測望遠鏡(DST)を用いた新たな観測計画の概要を紹介する。DSTでは、多波長の吸収線を同時観測することができる。吸収線ごとに高さの感度が決まっているため、同時刻での磁束管の高さ方向の力学的振る舞いと磁氣的振る舞いを求められ、空間分解能が十分でなくても、その高さ方向の振る舞いを議論することができる。光球近傍は Fe I 線(5247AA, 5250AA, 6301AA, 6302AA)([3])を、光球上空にある彩層の底部は Na D 線(5896AA)を用いて偏光分光観測を行う。光球を様々な高さで観測し、強い磁場を持つ磁束管の形成過程について論じる。

1. Stenflo, J. O. 1973, *Sol.Phys.*, 32, 41.
2. Nagata, S., Tsuneta, S., Suematsu, Y., Ichimoto, K. et al. 2008, *ApJ*, 677, 145.
3. Stenflo, J. O., Demidov, M. L., Bianda, M., and Ramelli, R. 2013, *A&A*, 556, A113.

太恒 c6 太陽コロナにおけるシグモイド構造形成と光球磁場構造

土井 崇史 (東京大学地球惑星科学専攻 M1)

太陽フレアは太陽大気中で起こる爆発的増光現象である。フレアに伴い、コロナ質量噴出(Coronal Mass Ejection, CME)に代表される大量のプラズマ噴出が発生し、磁気嵐の原因となる。また、フレアのエネルギー源は黒点近傍に蓄えられた磁気エネルギーであることが分かっている。ゆえに、フレア発生前の活動領域での磁場構造を観測的に理解することはフレアやCMEを予測する上で有用である。

シグモイド(Sigmoid)とは、軟X線で観測されるS字型あるいは逆S字型のコロナループのことである。Sigmoidは太陽大気中の磁束管のねじれた構造を示唆し、高い磁気エネルギーを持ちフレア発生の可能性が高いことが推察される。Fan&Gibson, 2004での数値計算では、浮上磁場の光球面でのねじれによる電磁流体的不安定がコロナ磁場に伝わり、周囲のコロナ磁場との不連続によりS字型の強い電流シートが形成され、電流シート付近で磁気リコネクションが起こり周囲のプラズマが加

熱されることが示されている。従って、Sigmoid構造の形成を観測的に理解するには、光球の磁場構造を調べる必要がある。今回は、Sigmoid構造の研究の現状と課題をレビューするとともに、太陽観測衛星ひのでにより得られた観測データを用いて、典型的なSigmoid構造が見られるときに光球磁場がその存在を示すか、またその存在を示す要素について考察を行う。

太恒 c7 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) M1)

太陽フレアは、突発的なエネルギー解放によって生じる太陽系最大級の爆発現象である。太陽フレアがエネルギーを解放するメカニズムには磁気リコネクションが関与していると考えられている。こういった太陽フレアの物理を理解するため、多くの研究者によって磁気流体力学的(MHD)数値シミュレーションが盛んに行われてきた。Yokoyama & Shibata(1998,2001)では、磁気リコネクションモデルを用い、熱伝導と彩層蒸発の効果を考慮した2次元のMHDシミュレーションを行った。この論文はYohkohの観測によって捉えられていたカスプ型ループ構造(Tsuneta et al. 1992)を数値シミュレーションによって確認し、太陽フレアが磁気リコネクションモデルで説明できることを明確にした論文である。しかしYokoyama & Shibata(1998,2001)で行われているシミュレーションでは、電子とイオンの相互作用は強く、単一流体として運動するという仮定が用いられており、電子とイオンは常に等しい温度をもつと仮定されている。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。ここで注意すべきことは、イオンと電子が衝突して緩和する時間スケールは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。過去の研究の多くはこの点を無視しており、電子による熱伝導の効果を過大評価している可能性が高い。本研究はフレアの基本物理を電子-イオンの2流体の枠組みで再考することを目指す。夏の学校では、Yokoyama & Shibata(1998, 2001)の紹介を行うとともに現状の理解の問題点を指摘し、2流体シミュレーションの重要性を議論する。

1. Yokoyama, T., & Shibata, K. 1998, *ApJL*, 494, L113
2. Yokoyama, T., & Shibata, K. 2001, *ApJ*, 549, 1160
3. Tsuneta, S., Hara, H., Shimizu, T., et al. 1992, *PASJ*, 44, L63

太恒 c8 Fast magnetic reconnection supported by sporadic small-scale Petschek-type shocks

柴山 拓也 (名古屋大学 宇宙地球環境研究所 D1)

磁気リコネクションは反平行成分を持つ磁力線同士のつなぎかえ過程であり、磁場に蓄えられた磁気エネルギーをプラズマの運動エネルギーや熱エネルギーなどに変換することで短時間に大きなエネルギーを解放することができる。太陽フレアなど様々な天体物理現象においても磁気リコネクションは重要な役割を果たしていると考えられている。磁気流体力学(MHD)近似を用いた磁気リコネクション理論の大きな問題の一つは宇宙プラズマや実験室プラズマの観測に比べてリコネクションによ

るエネルギー変換効率ははるかに低いことである。この「リコネクションの高速化問題」を解決する可能性がある MHD リコネクション理論として近年注目されているのがプラズモイド (磁気島) の発生を伴う高速化理論であるが、プラズモイド生成によりリコネクションが高速化する理由は未だ十分に解釈されていない。本研究では大規模数値実験を用いてプラズモイドの生成によるリコネクション高速化メカニズムの解明に取り組んだ。はじめに、リコネクションをおこす電流層全体を含む大きな系での時間発展を再現するグローバルモデル数値実験を行った。これによりプラズモイド生成による高速化が起こる際に局所的にペチェックタイプと呼ばれる、衝撃波を持つリコネクション領域構造が繰り返し出現していることを明らかにした。次に、ペチェックタイプの構造が出現した部分の物理状態をモデル化したローカルモデル数値実験を行った。これによりペチェックタイプの構造が出現するための条件を明らかにした。本発表では、以上の数値実験によって得られた知見をもとにプラズモイドの発生に伴うリコネクション高速化理論である「動的ペチェックリコネクションモデル」を提案する。本モデルはリコネクション領域の自己無撞着な発展の結果として高速化を説明できる。

1. Shibayama et al., Physics of Plasmas, 22, 10, 100706(2015)

太恒 c9 彩層分光観測で探る太陽フレアのエネルギー解放過程とダイナミクス

鄭 祥子 (京都大学宇宙物理学教室 M2)

太陽フレアとは、広い波長域にわたって観測される突発的な爆発・増光現象である。これは、磁気リコネクションという物理過程によって、大気中の磁気エネルギーが熱や運動エネルギーに突発的に変換されることで引き起こされると考えられている。太陽フレアで観測される硬 X 線放射は、高エネルギー粒子による高エネルギー領域での制動放射として理解されており、この硬 X 線放射と白色光増光、さらに彩層スペクトル線の放射は空間・時間的によく対応することから、白色光・彩層スペクトル線の放射もまた、高エネルギー粒子に関連して生じると考えられる。しかし、観測される硬 X 線放射や白色光増光、彩層スペクトル線の振る舞いに対する理解は十分ではなく、これらの放射も含めて説明できる太陽フレアのモデルは確立していない。そこで本研究では、彩層スペクトル線から高エネルギー電子の情報を得ることで、フレア中のダイナミクスとエネルギー解放過程について明らかにすることを試みた。太陽のフレア領域を上空から分光観測すると、彩層スペクトル線は強度が大きくなり、長波長側にシフトして非対称になることが知られてる。この彩層スペクトル線の振る舞いは Red asymmetry と呼ばれる。Red asymmetry は、上空の磁気リコネクション領域で生成された高エネルギー粒子が彩層に向かって注入し、彩層中で下降流が生じるために、その視線方向成分がドップラーシフトするものと解釈されている ([1])。

本研究では、IRIS 衛星によって太陽フレア領域の彩層を高時間・高空間分解能分光観測した。解析の結果、Red asymmetry が短い時間スケールで変動 (~10 秒) していることが分かった。また、Red asymmetry の前に非常に弱い Blue asymmetry が ~30 秒継続するのが発見された。本講演では、この結果に対する議論を行う ([2],[3]) ことで、太陽フレアモデルに対する新たな示唆を与える。

1. K. Ichimoto and H. Kurokawa Solar Phys. 93 105I (1984)
2. R. Canfield et al. ApJ 363 318C (1990)

3. P. Heinzel et al. Solar Phys. 152 393H (1994)

太恒 c10 衛星観測を用いた太陽フレアにおけるエネルギー輸送過程に関する研究

吉田 正樹 (国立天文台三鷹 総合研究大学院大学物理科学研究科天文科学専攻 M2)

太陽フレアは、太陽大気で起こる爆発現象であり、磁力線のつながり変わりによる磁気リコネクション機構によって起こると考えられている。フレアに付随する特徴的な現象として、惑星間空間へプラズマの塊を放出するコロナ質量放出 (CME)、磁気リコネクションによって出来た磁力線アーチ構造に熱いプラズマで満たされることで出来るポストフレアループ、フレア継続中に太陽表面付近で輝点がりボン状に広がって見えるフレアリボン等がある。磁気リコネクションによって突発的に磁気エネルギーが運動エネルギーや熱エネルギーとして解放されるが、そのエネルギーは $10^{29} - 10^{32}$ erg にも及ぶ。このエネルギーがどのように各構造に輸送されるのか調べるには、フレア発生時の各構造に注目して温度の時間変化を追う必要がある。先行研究として複数のフレアイベントで統計的にエネルギー解放量を調べた報告 (Emslie et al. 2012) はあるが、構造と時間変化に同時に注目した研究はまだ行われていない。本研究では、まず HINODE、SDO、SoHO 衛星の観測データを用いて各構造におけるエネルギー解放量を調べた。結果、磁気リコネクションによるエネルギーはほとんど CME として放出されることが分かった。さらに、SDO/AIA の極端紫外線観測データと HINODE/XRT の軟 X 線観測データを用いることで、視線方向の温度構造も考慮に入れた differential emission measure (DEM: Cheung et al. 2015) を割り出せる。これを用いてフレア継続中における各構造に注目した温度と物質の時間変化を追うことで、エネルギーがどのように各構造に輸送されたのかを調べた。本講演ではこれらの解析結果について報告する。

1. A. G. Emslie, B. R. Dennis, A. Y. Shih, et al. 2012, Apj, 459, 71
2. Mark C. M. Cheung, P. Boerner, C. J. Schrijver, et al. 2015, Apj, 807, 143
3. A. Asai, T. Yokoyama, M. Shimojo, et al. 2004, Apj, 611, 557