

星間現象

1 中性水素ガス衝突による星団形成の理論的研究

前田 龍之介 (名古屋大学 理論宇宙物理学研究室 (Ta 研) M1)

銀河の基本単位である星はその一生の間に星間空間に多大な影響を及ぼす。その星の形成要因として銀河スケールで最も大きなものは、Young Massive Cluster(YMC) と呼ばれる星団の形成である。ここで YMC とは質量が大きく若い ($M \gtrsim 10^4 M_{\odot}$, $t_{\text{age}} \lesssim 100 \text{ Myr}$) 星団を指す。YMC はその重要性とは裏腹に未だ多くの謎に包まれている天体で、その形成の起源は最先端の研究テーマである。

Fukui et al. (2017) では大マゼラン雲 (LMC) にある質量約 $10^5 M_{\odot}$ の YMC、R136 の形成過程を探るべく周囲のガスの詳細な観測を行った。その結果以下の (i)~(iv) で示すような星団形成過程の描像が見えてきた。

- (i) 小マゼラン雲 (SMC) と LMC の潮汐相互作用により、100pc 以上のスケールで相対速度 100km/s に及ぶ超音速の H I ガスが、SMC から LMC に大量に流入する。
- (ii) ガスが流れ込んだ領域では衝撃波が形成され、それにより H I ガスが圧縮される。
- (iii) 圧縮されたガスが重力不安定性等の何らかのメカニズムで高密度ガス塊を形成する。
- (iv) ガス塊が重力崩壊して星団になる。

この観測的な示唆には理論的に不明瞭な点も多く存在し、星団の物理量がどの素過程に依存しているのかは解明されていない。本研究では YMC 形成の理解の第一段階として”衝撃波で圧縮された領域は自己重力で束縛されたガス塊を作ることが可能か?”ということについて検証を行った。具体的には Inoue & Inutsuka (2009) と Chen & Ostriker (2014,2015) によるシミュレーションを用いて上述の観測をモデル化し、そのモデルを星団のスケールに応用することでガス塊の質量を試算した。その結果ガス塊の質量の試算値は $10^6 M_{\odot}$ 程度になり、星団形成に十分な質量のガス塊が衝撃波後面で形成可能だということがわかった (星形成効率 10% を仮定)。

1. Inoue, T. & Inutsuka, S. 2009, ApJ, 704, 161
2. Chen, C. Y. & Ostriker, E. C. 2015, ApJ, 810, 126C
3. Fukui, Y., Tsuge, K., Sano, H., Kenji, B., Yozin, C., Tachihara, K. & Inoue, T. 2017, PASJ, 69L, 5F

2 窒素含有炭素質物質による新星ダストの同定

遠藤 いずみ (東京大学天文学教室 M1)

星周ダストは恒星内部で合成され宇宙空間に放出された重元素を原材料として形成される。その後ダストは星周空間を離れ、星間空間に至る過程で時に過酷な輻射場環境や衝撃波による変性を経て、星間ダストとして宇宙空間に普く存在するようになる。これまで星間ダストの物性を理解するために観測、実験、

理論の様々な手法を用いた研究が行われてきたが、我々が実験室で手にするダストで実際の宇宙空間ダストと同一性が認められたものはほとんど無い。近年、赤外衛星観測などにより、様々な天体環境で普遍的に観測される未同定赤外 (UIR) バンドの近-中間赤外の情報がもたらされるようになった。未同定赤外バンドは主に芳香族炭化水素の C-C あるいは C-H 結合に起因し、これまでその担い手の候補物質として多環式芳香族炭化水素 (PAH) 仮説が有用に用いられてきたが、現在でも実際の観測と整合性のとれる正確な物質の同定には至っていない。今回、我々は新星周囲でのダスト凝縮過程を模擬した手法で、炭化水素ダストと窒素のプラズマから窒素含有炭素質物質を合成し、その赤外特性が新星周囲で観測される未同定赤外バンドを極めてよく再現することを見出した。さらに、物性分析によりこの物質は N/C 比 (原子比) が 4-5% 程度で、アミン (C-N) の構造を持つことがわかった。本研究結果は未同定赤外バンドの担い手について従来の炭化水素モデルに加えて、窒素の含有が鍵となることを示唆する。新星周囲に見られる未同定赤外バンドは一般的に広く観測される未同定赤外バンドとは異なる特徴を持つ特殊なものであるが、新星ダストはその同位体比が一致することから、プレソーラー粒子との関連が指摘されており、その担い手の物性を理解することは非常に重要である。本講演では窒素含有炭素質物質の物性解析に加え、プレソーラー粒子との関連を調査するための宇宙空間曝露実験計画についても議論する。

1. Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M. & Barker, J. R. ApJS 71, 733 (1989)
2. Sakata, A., Wada, S., Tanabe, T. & Onaka, T. ApJ, 287, L51 (1984)
3. Helton, L. A., Evans, A., Woodward, C. E. & Gehrz, R. D. EAS Pub. Ser., 46, 407 (2011)

3 分子雲スケールで見た分子化学組成: SNR shock が与える影響

吉村 勇紀 (東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センター M1)

星間空間の分子化学組成を調べることは、その物理環境や星形成進化を探る上で非常に重要である。近年特に ALMA の登場によって、系内のみならず、系外銀河においてもその豊富な化学環境が明らかにされつつある (例えば [1])。系外銀河で得られた結果を古くからよく調べられている系内の結果と比較することは重要なステップであるが、それは容易ではない。というのも両者には実効的な分解能の乖離があるからである。従来、系内における分子種の探査は高密度でかつ狭い ($< 0.1 \text{ pc}$) 領域で行われてきたが、分子雲スケールに薄く広がった成分についてはほとんど調べられてこなかった。一方で系外銀河においては ALMA をもってしても実効的な分解能は 10pc のオーダーであり、未だ分子雲スケール以下に分解するのは難しい。

この分解能の乖離を解消するために、近年系内の分子雲に対し、10pc スケールでマッピングラインサーベイを行い、(i) マップ全体で平均した化学組成 (=系外銀河の分解能で見た化学組成) を求め、それが (ii) 空間的に分解した時にどういった領域から寄与しているか調べる、という研究が進んでいる (例えば [2],[3])。ターゲットとしては大質量星形成領域から暗黒星雲まで様々な環境で調べることが重要だが、今回我々は超新星残骸 (SNR) の shock が化学組成に与える影響に着目した。そこで複数の SNR との相互作用が報告されている分子雲 G23.3-0.4 に対して、講演者を PI とする野辺山 45m 望遠鏡による 3mm 帯のマッピングラインサーベイを行った。観測は5月に終了したばかりで解析は現在も進行中であるが、初期成果として (i) の分子雲スケールの化学組成は先行する他のマッピングラインサーベイの結果と似ていることがわかり、分子雲スケールでの化学組成が環境によらない普遍性を持つことを示唆する結果となった。また (ii) についても、空間的に分解した際に SNR と化学組成との相関が見えるか議論する。

1. Ando, R. et al. 2017, ApJ, 849, 81
2. Nishimura, Y. et al. 2017, ApJ, 848, 17
3. Watanabe, Y. et al. 2017, ApJ, 845, 116

4 「すざく」衛星を用いた超新星残骸 HB9 の高温プラズマの研究

斎藤 真梨子 (奈良女子大学 宇宙物理学研究室 M1)

星は一生の最期に超新星爆発を起こし、超新星残骸 (SNR) という天体を残す。観測的に、年齢が数百年から数万年の SNR は衝撃波で加速された電子による電波放射、衝撃波によって形成された高温プラズマガスからの X 線放射などで輝く。SNR は X 線と電波の形態によって分類され、中心集中した高温プラズマと、殻構造の非熱的電波が観測されるものは複合形態型と呼ばれる。しかし、中心集中する高温プラズマがどのように形成されたのかは解明されていない。そのため、複合形態型の SNR を X 線で観測し、X 線放射の構造やスペクトルを調査することは形成過程を知る重要な手がかりとなるだろう。

HB9 は複合形態型 SNR [1] であり、ぎんが衛星による観測でこの天体を含む領域から 1.5keV 以上のエネルギーバンドで X 線が検出された。[2] 先行研究ではこの起源として近傍の電波銀河 4C+46.09、銀河団ガス、HB9 の高温プラズマの3つが示唆されているが、未解決となっている HB 9 の X 線放射の起源を明らかにするためには広帯域で高感度をもつ検出器での観測が必要である。

本研究では、X 線プラズマ観測に優れた「すざく」で得られた観測データのうち西側の領域についてスペクトル解析を行った。スペクトルには 2keV 以上のエネルギーバンドで SNR に起源を持つ X 線はほとんど見られず、この領域ではぎんが衛星で観測した X 線放射が HB9 に付随する可能性は低いと考えら

れる。また、プラズマモデルを使って全体スペクトルの再現を試みた結果、2成分の電離平衡 + 電離非平衡モデルがスペクトルをよく再現することがわかった。元素組成比及びプラズマ温度の特徴から、前者は星間物質からの放射、後者は星起源の放射であると考えられる。

1. D.A. Leahy & B.Aschenbach, A&A, 293, 853 (1995)
2. S.Yamauchi & K.Koyama, PASJ, 45, 545 (1993)

5 超高温プラズマの相対論的運動論

西田 直樹 (名古屋大学 理論宇宙物理学研究室 (Ta 研) M1)

粒子加速メカニズムの問題や、パルサーの σ 問題、 γ 線バーストの起源など、高エネルギー天体物理学の問題には未解決のものが多い。これらの現象の理解には、相対論的な現象としての取り扱いが必要不可欠である。しかしながら、相対論的流体の振る舞いを実験的に確かめることは困難である。Boltzmann 方程式を直接解くことも困難であるため、相対論的な温度をもつプラズマの運動論的な解析も難しい。流体近似を用いる場合にも、熱伝導や粘性などの散逸現象を相対論的に正しく取り扱う方法が確立されていないという問題がある。そのため、相対論的な現象の理論的な解析は十分に為されているとはいえない。

相対論的な解析が必要な一例として次のようなものがある。非常に若い SNR (超新星残骸) であるかに星雲のハッブル宇宙望遠鏡による近年の観測で、衝撃波加熱に由来するシンクロトロン放射を伴うような高温プラズマ ($\sim 15000\text{K}$) と水素分子雲 ($\sim 2000\text{K}$) が接触していることが示唆されている (C. T. Richardson et al. 2013)。しかし水素分子は 1000K 程度で水素イオンに壊れてしまうので、この観測から水素分子ガスを低温に保つ何らかのメカニズムが存在することがわかる。また熱伝導による加熱が効率的に起こっていないことについても理解しなければならないが、それらの詳しい機構についてはほとんど明らかにされていない。そこで、本研究では相対論的な温度を持つプラズマと低温なガスが接触した際の散逸現象を相対論的なプラズマ運動論を考慮して記述し、未だ明らかになっていない相互作用の物理的素過程について理解を与えることを目標とする。

1. C.T. Richardson et al., MNRAS 430, 1257-1279 (2013)
2. T. Grenman, G. F. Gahm, & E. Elfgren, A&A 599, A110 (2017)
3. Afshin Montakhab, Malihe Ghodrati, & Mahmood Barati, 2009, PHYSICAL REVIEW E 79, 031124

6 強い衝撃波と星間媒質の相互作用: 超新星爆発による過電離プラズマ形成過程の理論的研究

中西 佑太 (名古屋大学 理論宇宙物理学研究室 (Ta 研) M1)

超新星爆発が起きると周囲の星間媒質 (Interstellar Medium; ISM) 中に衝撃波が生じ、超新星残骸と呼ばれる高温の天体が形成される。この衝撃波は高エネルギー宇宙線を加速すると考えられている。また ISM に運動量を与え星間ガスの乱流の起源になっているとも考えられている。さらに、掃き集められたガスが冷却することで低温の H I ガスが形成され、それが分子雲の形成過程において重要な役割を果たすと考えられている。近年のガンマ線観測により (Abdo et al 2009)、衝撃波と分子雲が衝突しているという観測的な示唆も得られており、衝撃波と ISM の相互作用についての理論的な記述が求められている。しかし、現実的な ISM は密度や温度が 2 桁以上空間的に変化する多相構造となっていることが知られているが、そのような ISM 中の衝撃波の伝搬の理論的研究は極めて不十分である。

そこで本研究では衝撃波と分子雲が実際に衝突している現象を詳細に調べるため、衝撃波後面の高温プラズマの X 線観測によって発見された過電離プラズマに着目した。過電離プラズマとは、電離温度が電子温度よりも高く、電離度が熱平衡状態より高くなっている電離非平衡プラズマである。電子温度が電離温度より低くなる要因の一つとして、高温プラズマと分子雲との衝突による熱伝導冷却が提案されている (Kawasaki et al 2002)。ほぼ無衝突プラズマで近似される高温プラズマと分子雲の衝突により電子温度が下がり、過電離プラズマが形成可能であることはあまり調べられていない。逆にこの現象を理論的に示すことができれば、ガンマ線観測に加え X 線観測でも高温プラズマ前方にある衝撃波と分子雲が実際に衝突していること自体を証明することになる。本講演では、現実的な ISM 中の衝撃波の伝搬の理論的研究に向けた第一段階として、高温プラズマと分子雲の相互作用を定量的に議論する。

1. Abdo A. A., et al., 2009, ApJ 706, L1
2. Kawasaki, M. T., Ozaki, M., Nagase, F., et al. 2002, ApJ, 572, 897

7 XMM-Newton RGS による超新星残骸 N49 の X 線精密分光

天野 雄輝 (京都大学 理学研究科 宇宙線研究室 M1)

N49 は大マゼラン雲に位置する重力崩壊型の超新星残骸 (SNR) である。先行研究から年齢は約 4800 年と推定され [1]、周囲の分子雲との衝突が示唆されている [2]。「すざく」衛星の CCD カメラ (XIS) を用いた近年の研究から、この SNR のプラズマは過電離状態にあることが知られている [3]。一般に SNR プラズマは初期の低電離状態から段階的に電離平衡に移行すると考

えられ、通常の進化過程において過電離状態を示すことはない。過電離プラズマの成因については周辺環境からの冷却等いくつかの説が提案されているが現在のところ不明である。過電離プラズマの成因を観測から明らかにするには、SNR の元素ごとの電離状態や再結合のタイムスケールを測定することが重要である。特に鍵を握るのは He 様イオンなどの微細な輝線の強度比である。しかし CCD のエネルギー分解能ではこうした微細構造の分光は不可能である。そこで我々は、XMM-Newton の回折格子 (RGS) を用いて N49 の解析を行った。一般に RGS は CCD よりも 1 桁以上エネルギー分解能が良いが、天体の広がりに応じて応答関数が悪化するという難点がある。N49 の場合は視直径約 1 分角程度の広がりをもつため、その輝度分布に応じた応答関数を構築する必要がある。そこで我々は同じく XMM-Newton に搭載された CCD カメラによる N49 画像を利用して応答関数を作成した。本講演では RGS の具体的な解析手法について説明するとともに、N49 の He 様イオンの微細構造スペクトルと、そこから得られる物理的意味について考察する。

1. Park et al., 2012, ApJ, 748, 117
2. Banas et al., 1997, ApJ, 480, 607
3. Uchida et al., 2015, ApJ, 808, 77

8 無衝突衝撃波生成実験

角地 真 (青山学院大学 山崎研究室 M1)

地球には宇宙から宇宙線と呼ばれる高エネルギー粒子が飛来している。高エネルギー宇宙線についての加速源の最有力候補として、超新星残骸の無衝突衝撃波があげられているが未だに理論的な解明に至っていない。無衝突衝撃波における粒子加速については観測やシミュレーションによる検証が行われているが、計算機のパワー不足や観測器の制限などにより、完全な解明には至っていない。そこで本研究では、天体観測研究、理論研究に次ぐ第三の研究手法として地球上の実験室で無衝突衝撃波を生成し、その精密測定を通じて粒子加速の理解に迫ることを目指す。実験は大阪大学レーザーエネルギー学研究センターの激光 XII 号を用いて行った。今回は昨年度の実験の光学計測の結果について、現段階までの解析結果について発表する。

9 Chandra X 線観測衛星を用いた超新星残骸 RX J1713.7-3946 北西領域の hot-spot の解明

日暮 凌太 (立教大学 M1)

超新星残骸から観測される非熱的な X 線は、高エネルギー宇宙線電子のシンクロトロン放射によって放射される X 線であることが確立している。この宇宙線電子は、超新星残骸の表面に形成される衝撃波面を往復することにより、エネルギーを獲得し (衝撃波統計加速)、光速に近い速度まで加速されると考えられる。本研究の目的は、非熱的な X 線放射が支配的な超新星残骸 RX J1713.7-3946 北西 (NW) 領域の点源状に明るい X 線

源 (hot-spot : この超新星残骸までの距離を 1 kpc としたときの半径 $r \sim 0.02$ pc) の正体を解明することである。この超新星残骸は電波やガンマ線の観測から、分子雲と相互作用していることや、TeV ガンマ線で非常に明るいといった特徴がある。この超新星残骸の NW 領域のシェル内には、hot-spot が多いことが本研究の解析からわかった。しかし、これまでに超新星残骸で非熱的な hot-spot のような構造が生成されることは知られていない。Hot-spot が超新星残骸由来であることが証明されれば興味深い天体現象の新たな発見となり、粒子加速の理解へとつながる可能性がある。本研究では hot-spot に対し、異なるエネルギー帯でのフラックスイメージの作成やスペクトル解析、空間的な広がり、光子フラックスの時間変動などの解析を行った。今回は結果と、それらから考えられる hot-spot のモデルについて発表する。

1. Uchiyama, Y., Aharonian, F. A., Tanaka, T., Takahashi, T., & Maeda, Y. 2007, Nature, 449, 576
2. Inoue, T., Yamazaki, R., Inutsuka, S., & Fukui, Y. 2012, ApJ, 744, 71
3. Tsuji, N., & Uchiyama, Y. 2016, PASJ, 68, 108

10 かに星雲の可視偏光の変動に関する研究

高木 健吾 (広島大学 高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室 M1)

かに星雲は 1054 年に起きた超新星爆発の残骸である。かに星雲の中心にはかにパルサーという高速で回転する中性子星が存在する。そこから放出されるパルサー風の運動エネルギーや超新星残骸が周囲の物質と相互作用することで、かに星雲は光っている。その波長域は電波からガンマ線まで幅広い。近年、ガンマ線衛星 (AGILE や Fermi) によって、かに星雲が急激に増光するガンマ線フレアという現象が何度も観測されている。このフレアは 4 日ほど続くためにシンクロトロン放射と考えられているが、エネルギーが高いために未だに原因が分かっていない。現在では磁気リコネクションも候補に上がっている。

そこで私は広島大学宇宙科学センターのかなた望遠鏡を用いて、可視近赤外線での偏光観測を行い、その原因の糸口を得る試みを開始した。可視域のかに星雲の偏光観測は過去にも行われているが、淡く広がった天体に対して均質で精度の高い偏光撮像モニターを行うことは容易ではないことから、星雲成分の時間変動はほとんど議論できていなかった。かなた望遠鏡を用いることでガンマ線フレアが起こった際に、可視近赤外線でのフォローアップの観測が可能にであり、変化の様子を時間経過とともに観察することができる。

地上望遠鏡を用いて星雲のように淡く広がった天体の可視偏光観測を行う場合には、時間的に変化するスカイ背景光が、本質的な誤差要因となることが多い。我々はいくつかの方法を試すことで、背景スカイ光を精度良く差し引く手法を確立した。また、点光源であるパルサー本体の測光は、不均一な背景星雲成

分やごく近くの明るい恒星像の影響を受けるため、偏光測定に十分な相対測光精度 ($\pm 0.3\%$) を得ることが容易ではないが、開口測光パラメータを工夫することで克服した。これにより星雲成分やパルサーの偏光の時間変動の有無を詳しく捉えることができるようになった。

発表では、その手法について詳しく述べると共に、2018 年 3 月 13 日に起こったガンマ線フレア直後の偏光データを、それ以前のものと比較した結果についても述べる。

11 Boomerang 領域からの超高エネルギーガンマ線観測

岡 知彦 (京都大学 理学研究科 宇宙線研究室 M1)

Boomerang パルサー風星雲 (Pulsar Wind Nebula : PWN) 領域 (以下、Boomerang 領域) は、パルサー PSR J2229+6114、PWN G106.6+2.9、超新星残骸 (Supernova Remnant : SNR) G106.3+2.7 が複合的に存在する領域である。この領域は多波長での観測が行われており、X 線、電波でパルスを放射するパルサーが PWN に囲まれ、そこから彗星の尾の様に伸びた形をした SNR が存在するという、複雑な形態をとることが分かっている。超高エネルギーガンマ線の領域では、解像型大気チェレンコフ望遠鏡である VERITAS での観測により、SNR 部分にガンマ線ピークがあることが分かった [1]。

このようなガンマ線は、一般的に、SNR では超新星爆発による爆風が、PWN ではパルサー風が、周囲の星間物質と衝突するときに生じる衝撃波により加速された荷電粒子から様々な放射過程により放射されると考えられている。その放射過程は、陽子と星間物質との衝突によって出来た中性パイオンの崩壊の際に生じるもの (陽子起源)、逆コンプトン散乱や制動放射によるもの (電子起源) の 2 つのモデルで議論されている。

しかし、この領域のガンマ線放射は、上記の一般的な放射起源の議論だけでなく、そもそも、パルサー/PWN 由来であるか、SNR 由来であるかも明確になっていない。スペクトルの空間的な変化を測定することによってガンマ線の放射起源の解明に繋がることが期待されるが、VERITAS での観測 [1] では測定されなかった。例えば、先行研究 [2] によりパルサー/PWN から放射されるガンマ線のエネルギースペクトルのべきは空間的に変化するという観測結果が得られている。そこで MAGIC を用いて、Boomerang 領域のガンマ線放射を観測し、放射領域のエネルギー依存性やスペクトルの空間変化について調べた。本講演では、MAGIC で取得されたデータの解析結果について述べる。

1. Acciari et al., ApJ 703, L6, 2009
2. Aharonian et al., A&A 460, 365, 2006

b 講演 (b1-4)

12 分子雲形成の金属量依存性

中津川 大輝 (名古屋大学 理論宇宙物理学研究室 (Ta 研) M1)

星は宇宙を構成する最も基本的な要素であり、現在生まれている星は分子雲で形成されていることが知られている。近年の研究によると、超音速分子雲クランプ同士の衝突が星の形成につながっていると考えられている。そのため、超音速乱流の理解は星形成の理解のために必須である。

Koyama & Inutsuka (2002) で行われた現実的な星間媒質における加熱冷却を考慮した2次元の流体シミュレーションによって、衝撃波圧縮を受けた星間媒質内に多数の低温高密度のクランプが形成されることが示された。この分子雲クランプは超音速で高温低密度領域の中を動き回り、乱流を引き起こす。この超音速乱流の起源は、熱的不安定性を經由して形成されたクランプのランダム運動と考えられている。

加熱・冷却は重要であり、冷却を考慮しない場合、速度分散は亜音速にとどまることが知られている。冷却の機構としては、高温領域では水素原子の Ly- α 輝線放射が主であるが、低温領域では炭素をはじめとする金属原子の微細構造輝線や分子の回転遷移輝線放射であり、金属量に依存している。ところが、今までに行われた超音速乱流分子雲の形成シミュレーションは太陽近傍の金属量で行われたものがほとんどであり、金属量を変えて行われたものはほぼない。

金属量は銀河によって異なり、また初期宇宙においては金属がほとんど存在しない。そのため系外銀河や初期宇宙においても銀河系同様の超音速乱流を伴った分子雲を形成することができかどうかは分かっていない。超音速乱流がどの程度の金属量で発生するかを調べることは、星形成のさらなる理解のために大変有意義なものである。

本講演では、超音速乱流発生について考える前段階として、Inoue & Omukai(2015) での金属量が太陽近傍と異なる場合の熱的不安定と、それによる低温高密度クランプの形成可能性を議論する。

1. Inoue T.& Omukai K. 2015,ApJ,805,73
2. Koyama H.& Inutsuka S. 2002,ApJ,564,L97

13 銀河系外縁部 H₂O メーザー源に付随する分子雲構造の研究

小出 凧人 (鹿児島大学 D2)

近年、多くの研究で大質量星形成と分子雲衝突の関連性について注目されている。我々は特に銀河系外縁部での星形成に注目しており、これまで、VERA (VLBI Exploration of Radio Astrometry) による位置天文観測データと銀河系分子雲サーベイデータを用いて研究を行ってきた。銀河系第2象限の HII 領域 IRAS01123+6430 については、アメリカの5大学により設立された14m ミリ波望遠鏡 FCRAO (Five College Radio

Astronomical Observatory) による ¹²CO($J = 1 - 0$) 輝線サーベイデータ、銀河系第3象限の HII 領域 WB886 については、野辺山45m 望遠鏡を用いた銀河系レガシーサーベイプロジェクト FUGIN (FOREST Unbiased Galactic plane Imaging survey with Nobeyama 45-m telescope) による ¹²CO($J = 1 - 0$) 輝線サーベイデータを用いて、付随する分子雲の解析を行った。VERA による年周視差測定で得られた距離としては、IRAS01123+6430 で $7.64^{+1.02}_{-0.80}$ kpc、WB886 で 2.86 ± 0.50 kpc であった。この距離を用いて、それぞれの HII 領域に付随する分子雲の質量は、IRAS01123+6430 で $5.8 \times 10^4 M_{\odot}$ 、WB886 で $1.1 \times 10^3 M_{\odot}$ となった。これらの分子雲の形状に着目してみたところ、Takahira et al. (2014) の分子雲衝突モデルで見られるような弓状の構造を成していた。今回は、これまで調査してきた H₂O メーザー源に付随する分子雲の構造について議論しながら、その構造の形成シナリオと分子雲衝突と大質量星形成の関係について発表を行う。

1. Habe A. & Ohta K. 1992 PASJ 44 203
2. Takahira K. Tasker E. J. & Habe A. 2014 ApJ 792 63
3. Torii K. Hasegawa K. Hattori Y. et al. 2015 ApJ 806 7

14 高速度コンパクト雲 CO-0.26+0.02 の観測的研究

菅野 頌子 (慶應義塾大学 M1)

銀河系の中心には、中心から半径数 100 pc の領域に大量の星と星間物質が集中している、中心分子層 (central molecular zone; CMZ) と呼ばれる領域がある。CMZ の分子雲は、円盤部のものと比べると高温・高密度かつ複雑な運動状態にあり、大きな速度幅 ($\Delta V > 15 \text{ km s}^{-1}$) を持つ。このような分子雲の中でも、非常に広い速度幅 ($\Delta V > 50 \text{ km s}^{-1}$) に加えコンパクトな空間分布 ($d < 5 \text{ pc}$) を持つものを、高速度コンパクト雲 (high velocity compact cloud; HVCC) と呼び、これらは CMZ の CO スペクトル観測データから多数発見されている。今回、ジェームズ・クラーク・マクスウェル望遠鏡で取得した CO $J = 3 - 2$ 輝線データを精査し、 $(l, b) = (-0.3^{\circ}, 0.0^{\circ})$ を中心とする $0.1^{\circ} \times 0.1^{\circ}$ 領域に複数の HVCC を発見した。その中でも、 $(l, b) = (-0.26^{\circ}, 0.02^{\circ})$ に位置する HVCC CO-0.26+0.02 は、サイズが 2 pc 程度とコンパクトでありながら $\Delta V \sim 70 \text{ km s}^{-1}$ といった非常に大きな速度幅を持ち、CO $J = 3 - 2 / J = 1 - 0$ 輝線強度比が著しく高い ($R_{3-2/1-0} > 1.5$)。積分強度から CO-0.26+0.02 の質量を約 $8 \times 10 M_{\odot}$ と評価し、さらに速度分散 ($\sigma_V \sim 15 \text{ km s}^{-1}$) から運動エネルギーを $5.3 \times 10^{49} \text{ erg}$ 程度と評価した。HVCC はその空間・速度構造から、爆発現象を起源とする「シェル型」、分子雲衝突を起源とする「ブリッジ型」、コンパクトな重力源による重力散乱を起源とする「シンプル型」の3つに分類されている。CO-0.26+0.02 の描像より、この HVCC はシェル型もしくはシンプル型のどちらかだと考えられた。本講演ではこの

2通りの観点から、CO-0.26+0.02の物理状態、運動状態について議論する。

15 ALMAによる大マゼラン雲の巨大分子雲の詳細観測

後藤 健太 (大阪府立大学 宇宙物理学研究室 M1)
本研究の目的は、大マゼラン雲に存在する様々な進化段階の巨大分子雲の密度・温度の分布を調べることである。巨大分子雲とは質量が 10^4 太陽質量よりも大きな分子雲のことであり、大質量星の形成領域である。また、巨大分子雲は大質量星とともに多数の小質量星を形成し、銀河の進化に大きな影響を与える。大マゼラン雲は銀河系の伴銀河である。銀河系からおおよそ50kpcの距離に位置しており、最も近い銀河の1つである。また大マゼラン雲はその銀河面を我々に対しておおむね正面を向けているので、銀河全体に渡って巨大分子雲を見分けることができる。このようなことから、大マゼラン雲は星間物質や星形成の研究を行うのに非常に適した天体である。また、大マゼラン雲に存在する272個の巨大分子雲(Fukui et al. 2008)がその進化段階に応じて次のように3つに分けられた。(Kawamura et al. 2009)

TypeI:大質量星の付随が見られない巨大分子雲

TypeII:電離水素領域が付随する巨大分子雲

TypeIII:電離水素領域と若い星団が付随する巨大分子雲

本研究ではALMA望遠鏡を用いて、大マゼラン雲に存在する進化段階の異なる5つの巨大分子雲(TypeI:GMC225, TypeII:N166, TypeII:N171, TypeII:N206D, TypeIII:N206)を $^{12}\text{CO}(J=2-1)$, $^{13}\text{CO}(J=2-1)$ 輝線で観測した。また、7m arrayとTP arrayで観測されたデータのcombineを行った。また、先行研究で得られていた $^{13}\text{CO}(J=1-0)$ 輝線のデータとの比較を行い、物理量を導出した。本研究によって、大マゼラン雲に存在する様々な進化段階の巨大分子雲の空間的な分布や密度・温度の分布が明らかになった。また、電離水素領域が付随した後期の進化段階に該当する巨大分子雲は、付近の大質量星から放射される紫外線によって、物理的に影響を受けていることが分かった。

1. THE SECOND SURVEY OF THE MOLECULAR CLOUDS IN THE LARGE MAGELLANIC CLOUD BY NANTEN. I. CATALOG OF MOLECULAR CLOUDS (Fukui et al. 2008)
2. THE SECOND SURVEY OF THE MOLECULAR CLOUDS IN THE LARGE MAGELLANIC CLOUD BY NANTEN. II. STAR FORMATION (Kawamura et al. 2009)

c 講演 (c1-11)

16 銀河系中心高速度コンパクト雲 CO 0.02-0.02の観測的研究

岩田 悠平 (慶應義塾大学 D1)

銀河系中心分子層 (Central Molecular Zone; CMZ) に存在する分子雲は、円盤部のそれらと比較して高温かつ高密度であり、広い速度幅を持つという特徴がある。そのような特徴をもつCMZの中でも、特に速度幅が広く ($\Delta V > 50 \text{ km s}^{-1}$)、空間的にコンパクト ($d < 10 \text{ pc}$) な天体は高速度コンパクト雲 (High-Velocity Compact Cloud; HVCC) と呼ばれる。HVCCのほとんどは他波長の対応天体を持たず、多くの起源は未解明である。銀河系中心核 Sgr A*から約5'東に位置するHVCC CO 0.02-0.02は、膨大な運動エネルギー ($10^{51.5} \text{ erg}$) と際立って高いCO $J=3-2/J=1-0$ 輝線強度比で特徴付けられる天体である。先行研究では、このHVCCに隣接するアーク構造と、その内部に赤外線点源の集中が見られることから、星団からの超新星爆発起源であることが提唱されていた。

本研究では、野辺山45m望遠鏡、ASTE10m望遠鏡、JCMTを用いて新たに取得した分子スペクトル線データの解析を行った。その結果、先行研究で確認されたアーク状構造の位置に複数の膨張シェル構造を発見した。加えて、CO 0.02-0.02の最高速度成分は、これらの膨張シェル構造とは関連の薄い位置に見出されることもわかった。このことは、先行研究で提唱されている単純な膨張モデルではCO 0.02-0.02全体の運動状態を再現できないことを意味する。今回この最高速度成分について、追加の膨張シェルモデル及び、点状重力源による散乱モデルの適用可能性を検討した。後者のモデルは、高速度コンパクト雲CO-0.40-0.22の起源として提唱されているモデルである。結果として、どちらのモデルでも最高速度成分の運動状態が再現可能であり、重力散乱モデルの場合 $5 \times 10^4 M_{\odot}$ 程度の点状重力源が必要であることがわかった。以上の結果から、CO 0.02-0.02には少なくとも複数回の超新星爆発を引き起こす大質量星団が付随し、中質量ブラックホールのようなコンパクトな大質量天体が付随する可能性も示唆された。

1. Oka, T., White, G. J., Hasegawa, T., et al. 1999, ApJ, 515, 249
2. Oka, T., Hasegawa, T., White, G. J., et al. 2008, PASJ, 60, 429

17 銀河系中心 $l = -1.2^{\circ}$ 領域の観測的研究

辻本 志保 (慶應義塾大学 D1)

銀河系中心部、銀経 $l = -1.3^{\circ}, 0^{\circ}, -0.4^{\circ}, -1.2^{\circ}$ の4領域は極めて高いCO $J=3-2/J=1-0$ 輝線強度比で特徴付けられる領域である^[1]。中でも $l = +1.3^{\circ}, l = -1.2^{\circ}$ 領域は銀河系中心に対して対称的な位置にあり、非常に大きな運動エネルギーを伴う膨張シェル構造を有しているながら、他波長の対応天体が

発見されていないという点で類似している。 $l = +1.3^\circ$ ではその膨大な運動エネルギーに加えて、同領域に 9 つ検出されている膨張シェルの高速度端に SiO 輝線で明るいクランプが確認されていることから、複数回の超新星爆発によって形成された superbubble であると解釈されている [2]。私たちは $l = -1.2^\circ$ 領域についても、同様に superbubble である可能性があるととして、James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) 及び野辺山 45 m 鏡で取得した CO $J=1-0$, $3-2$ 輝線データを精査し、同領域に東西に整列した 5 つの膨張シェルを検出した [3]。

今回、私たちは JCMT を用いた $l = -1.2^\circ$ 領域に対する追加観測を行い、5 つのシェルのうち東端のシェルについて、HCN, HCO⁺, H¹³CN 輝線、SiO 輝線が検出されたことから、同領域の多重膨張シェルも爆発現象を起源としている可能性が高まった。加えて、5 つのシェルの運動エネルギーが $\sim 10^{51}$ erg にもなることを考慮すると、同領域には $10^{5-6} M_\odot$ の星団が存在し、その内部で発生した超新星爆発によって多重シェルが形成されたことが示唆される。またこれらのシェルの年齢は西から東に向けて若くなっており、分子ガスと星団が異なる速度で運動していると考えられた。本講演では $l = -1.2^\circ$ 領域の多重膨張シェルについて物理状態及びその起源について議論する。

1. T., Oka, et al. ApJS, 201, 14 (2012)
2. K., Tanaka, et al. PASJ, 59, 323 (2007)
3. S., Tsujimoto, et al. ApJ, 856, 91 (2018)

18 放射強度・偏光放射同時 SED フィッティングから探る星間ダスト物性

梨本 真志 (東北大学 天文学専攻 D2)

星間ダスト放射は原始重力波起源の宇宙マイクロ波背景放射 (CMB) 偏光 B モードを覆い隠してしまい、その検出を妨げる。検出限界を向上させるために星間ダスト放射成分を精度良く除去することが極めて重要である。星間ダストの放射率・偏光度の周波数依存性として冪乗則が仮定されることが多いが、それらは複雑な周波数依存性を持つと考えられる。また最新の観測結果より、星間ダストはアモルファス物質であることが知られている。そこで本研究では、CMB 検出限界向上のため、物理モデルに根差したアモルファス物質の物性に基づく遠赤外線からミリ波帯での放射強度・偏光放射スペクトルエネルギー分布 (SED) モデル構築を行う。

低温環境下でのアモルファス物質の普遍的な熱的性質は二準位系 (TLS) モデルで良く記述される (Anderson et al. 1972, Phillips 1972)。TLS モデルに基づいてアモルファス物質の複素誘電率を計算し、アモルファスダストの放射率・偏光度をセルフコンシステントに導出した。その結果、TLS モデルを記述するパラメータの値に敏感に反応し、冪乗則では表しきれない複雑な周波数依存性をもつことがわかった。また構築したアモルファスダストの放射強度・偏光放射 SED モデルのデモンストラレーションとして、M31 の観測データ (Planck, Herschel)

に対して放射強度・偏光放射の同時 SED フィッティングを行い、アモルファスダストの量子物性に関する物理パラメータを推定できることを示した。本公演ではモデルの詳細について紹介し、本モデルの有用性について議論する。

1. P. W. Anderson, B. I. Halperin, and C. M. Varma. Philosophical Magazine, 25, 1 (1972)
2. W. A. Phillips. Journal of Low Temperature Physics, 7, 351 (1972)

19 ペガススループにおける星間物質の階層構造と分子雲形成の関連性

佐伯 駿 (名古屋大学 天体物理学研究室 (A 研 M2))

分子雲は星形成の母体であり、星形成の重要な初期条件を与えるにも関わらず分子雲の形成機構は未解明である。分子雲は原子雲から形成されており、近年の研究により高密度の原子雲は clumpy に分布していることが示唆されている。特に Fukui et al (2018) では、Inoue & Inutsuka (2012) の 3 次元 MHD シミュレーション結果を精査することで、高密度の冷たい HI ガスは clumpy に分布しており、その HI clump の中で分子雲が形成していることを示した。これらシミュレーションの結果と観測結果を比較し分子雲形成の諸性質を明らかにすることは天文学の重要な課題の 1 つである。

我々はペガスス座領域に存在する $20^\circ \times 20^\circ$ の大きさの遠赤外線ループ状構造 (ペガススループ) に着目した。ペガススループは太陽系近傍の高銀緯領域に存在するため、視線方向上の重なりが少なく、分子雲の形成を検証するのに適した領域である。今回我々は Planck・IRAS 衛星の観測データから求められたダスト放射の光学的厚み、「なんてん」によって得られた分子雲のデータ、Arecibo 300 m 鏡で観測された HI サーベイである GALFA を使用し、ペガススループ方向の星間物質を詳細に解析した。

解析の結果、HI とダストの分布はどちらもフィラメント状の構造が見られ、HI フィラメントの同定に FilFinder (Eric et al. 2015) を使用した。さらにダストの光学的厚みに対して階層構造を同定する dendrogram (Rosolowsky et al. 2008) を使用しペガススループ上にあるダスト clump を特定した。ダストは星間空間において HI とよく混ざり合っており、このダスト clump と冷たい水素原子 clump の分布は良く一致していた。これら特定した構造は階層構造を形成しており、filament の中に複数の水素原子 clump があり、さらに分子雲を内包しているものがあることがわかった。フィラメント、水素原子 clump と分子雲の平均的なサイズと平均質量はそれぞれ 4 pc, 2 pc, 1 pc, $0.23 M_\odot$, $0.26 M_\odot$, $0.27 M_\odot$ であった。本講演では、星間空間の階層構造とそれぞれの物理量を下に、分子雲の形成の諸性質について議論する。

1. Inoue & Inutsuka 2012

20 宇宙輻射輸送と光バイオイメージング医学の共通点と相違点

田崎 翼 (筑波大学 宇宙理論研究室 M1)

生体組織に関する様々な情報を光によって非侵襲的に測定する技術が、光デバイスなどのハードウェアの発展と共に開発が進められてきている。生体組織は主に高散乱媒質で構成されている。生体組織における散乱現象の解析手法を開発していく事が、光測定の精度を高めるために重要である。散乱によって生じる測定上の問題点としては、光が様々な径路を伝播していくため実際の検出器間距離と実効光路長が異なるという点や、測定領域が不明瞭になるという点が挙げられる。散乱媒質中の光伝播は光輸送方程式を用いて記述される。これを直接求める事は困難なので、モンテカルロ法や拡散近似を用いた光拡散方程式によって光伝播解析が行われている。これらの解析手法は宇宙輻射輸送の応用である。また人体は非均質な構造をしている。例えば脳構造ではクモ膜下腔は低散乱媒質だが白質は高散乱媒質である、といったように部位によって散乱の強さが異なる。低散乱媒質の分布は光伝播に影響を与えるので低散乱領域を組み込んだ散乱モデルによるシミュレーションが行われている。(Tarvainen 2005) これらの背景から、高散乱媒質での光伝播シミュレーション中での宇宙輻射輸送の式を用いた解析手法、生体組織における医用計測への応用について説明していく。

1. Tarvainen Tanja Marko Vauhkonen Ville Kolehmainen Simon R Arridge and Jari P Kaipio Phys.Med.Biol.50(2005)4913-4930

21 非等方性を仮定した、磁気乱流のエネルギースペクトルが持つ波数依存性に関する議論

金盛 祥大 (東京大学 鈴木・蜂巢研究室 M2)

天文学において、星の形成メカニズムを知ることは非常に重要である。近年の研究状況では、磁気流体力学の観点から、星間物質が星間磁場に沿って運動することが分かっている。さらに観測では、星間物質が磁気乱流によって攪拌され、ランダムな運動を行っている様子が見られている。以上の観点から、星間空間上の磁気乱流の構造を理解することこそが、星間物質の運動を把握し、星形成のメカニズムを知る上で重要となることが分かる。乱流理論においては、乱流が及ぼす非線形的相互作用の結果として、大きなスケールの構成要素へ注入されたエネルギーがスケールの小さい方向へとカスケードをおこし、やがて散逸していくと考えられている。理論上、乱流エネルギーが散逸される過程におけるエネルギーのパワースペクトラムは、構成要素の持つ波数に依存している、と考えられている。しかし、磁気乱流のように非等方性を持つ乱流に関する理論は確立しておらず、また、観測のデータからより現実的な磁気乱流のエネルギーパワースペクトルの波数依存性を把握するという試みが

ほとんど行われていない。そこで、私は Taurus という星形成領域に着目し、偏波観測のデータから、磁気乱流のエネルギースペクトルを算出する研究を行なった。今回、観測データから得られた結果から、考える磁気乱流及び星間物質の運動の実態について議論していく。

1. Hildebrand, Roger H et al. ApJ Volume 696, Issue 1, pp. 567-573 (2009)
2. Cho, J.,Lazarian, A., & Vishniac, E. T. Turbulence and Magnetic Fields in Astrophysics.,Lecture Notes in Physics, vol. 614, p.56-98

22 無衝突プラズマ中の垂直衝撃波に関するレビュー

石坂 夏槻 (青山学院大学 M1)

超新星残骸や銀河団同士の衝突の現場ではクーロン散乱が効かない無衝突プラズマによる衝撃波が形成されている。このような衝撃波ではアルフベンマッハ数という物理量が重要になる。アルフベンマッハ数がある程度小さい(具体的には2.76程度よりも小さい)衝撃波は磁気流体力学によって説明される。一方で、アルフベンマッハ数がある程度大きな衝撃波は磁気流体力学のみでは説明しきれないことが知られている。実際の超新星残骸や銀河団間の衝撃波はアルフベンマッハ数が3より大きいと考えられているため、別のモデルを使う必要がある。そこで、アルフベンマッハ数が大きい場合について具体的にモデルを立てて議論している M.M.Leroy, 1983 を紹介する。

1. M.M. Leroy Phys. Fluids 26 (1983)

23 磁化プラズマ中における無衝突衝撃波の生成実験

Sei Shuto (青山学院大 M1)

現在、高エネルギー粒子の起源としては超新星残骸が作る無衝突衝撃波が考えられている。しかし、その加速機構は未だに未解明である。我々は2018年12月に無衝突衝撃波を実験室で作成し、その物理過程を探ろうと実験を行った。本発表では、磁場の有無での比較、磁場の無い場合での上流イオンの温度変化、輻射流体シミュレーションとの比較について議論する。

1. 坂下 志郎・池内 了 共著、『宇宙流体力学』(培風館) (1996)
2. B.Meyer and G.Thiell, Phys. Fluids 27,302 (1984)

24 多波長非熱的放射に基づく超新星残骸モデルの構築

安田 晴皇 (京都大学 理学研究科 宇宙物理学教室 M2)

“knee” と呼ばれるおよそ $10^{15.5}$ eV 程度までの宇宙線は、銀河系内の超新星残骸 (Supernova Remnant; SNR) で生成されて

いると考えられており、その宇宙線加速機構としては、拡散衝撃波加速 (Diffusive Shock Acceleration; DSA) 理論が挙げられている。実際に高エネルギー粒子由来の硬 X 線や γ 線が観測されており、SNR の衝撃波による DSA で、これらの観測事実を再現できるかが問題となっている。したがって、SNR からの多波長・非熱的放射を研究することは、SNR 自体の理解だけでなく、未解決問題である宇宙線の加速機構に迫れる、という点においても非常に重要である。

SNR は親星の起こした超新星のタイプの違いや、一様分布や恒星風などの星周空間の違いがあるにも関わらず、その非熱的放射の観測からは SNR の年齢による傾向が明らかに読み取れる。しかし、SNR の多様性も相まって、これらの現象を説明できる理論モデルはまだ無い。そのため、DSA や非熱的放射も含めた、SNR の統一的描像の構築が求められている。

そこで我々は、包括的な SNR 研究のツールとして、1 次元流体計算と DSA 計算を組み合わせたコード、“CR-Hydro code”の開発を行ってきた。このコードは、準解析的な DSA を実装して計算時間を短縮していることに加えて、宇宙線生成が衝撃波構造を変化させるという非線形効果も取り入れており、他のどのコードよりも正確に SNR からの宇宙線生成、非熱的放射の計算が行える。これらの利点を生かすことで、これまで行うことが困難であった、SNR の系統的な理解へ向けた、多くのパラメーター領域に渡っての研究が可能となる。

本講演では、これまでの研究の概要と、これからの方針を紹介する。

1. Blondin, J. M., Ellison, D. C. 2001, ApJ, 560, 244
2. Ellison, D. C., et al. 2012, ApJ, 744, 39
3. Lee, S. H., et al. 2012, ApJ, 750, 156

25 銀河中心に位置する超新星残骸 Sgr A East の再結合優勢プラズマの形成シナリオ

小野 彰子 (奈良女子大学 宇宙物理学研究室 M2) Sagittarius (Sgr) A* は天の川銀河の中心に位置する超巨大ブラックホールである。現在は X 線光度が $\sim 10^{33-35}$ erg s⁻¹ であり、X 線で暗い。しかし銀河中心領域の X 線反射星雲の観測から、Sgr A* は過去に $\sim 10^{39}$ erg s⁻¹ で明るい X 線フレアを起こしていたことが示唆されている [1]。

Sgr A East は銀河中心に位置する超新星残骸 (SNR) である [2]。Koyama et al. (2007)[2] では、そのスペクトルは 2 温度 (~ 1.2 , ~ 6 keV) の電離平衡プラズマとベキ型関数モデルで再現された。しかしながら ~ 6 keV という高温のプラズマは通常の超新星残骸では見られない。Sgr A* はこの Sgr A East の内部に位置しており、Sgr A* の過去の光が Sgr A East のプラズマ進化にも何らかの影響を与えた可能性が考えられる。

本研究は Sgr A East のプラズマ状態とその形成過程を明らかにすることを目的とし、すざくアーカイブデータを用いて Sgr A East の 12 keV までの高統計 X 線スペクトルを取得し

解析を行った。昨年の夏の学校では、Sgr A East のスペクトルから ~ 9 keV に Fe の再結合連続線を発見し、Sgr A East が電子温度より電離温度が高い過電離状態の再結合優勢プラズマ (RP) を持つことを明らかにした。また RP から Cr, Mn 輝線を見つけ、さらに RP とは起源の異なる中性鉄輝線を発見した。今回、RP の初期温度は裸状の Fe イオンが存在可能な温度と見積もられたが、通常これほど高い電子温度は見られない。したがって RP の形成シナリオとして、初期温度から電子温度のみが下がるのではなく、電離温度のみが上がる、すなわち電離のみを進めるイベントがあったと考えられる。Sgr A East を Sgr A* からの距離で 2 分割し RP の電離状態を比較すると、Sgr A* 近傍の電離温度の方が遠方の電離温度よりも高いという兆候を得た。この RP と中性鉄輝線の起源を同時に説明するシナリオとして、Sgr A* の過去の X 線フレアによる光電離を提案する。

1. Nobukawa et al. 2011, ApJL, 739, L52
2. Koyama et al. 2007, PASJ, 59, 237

26 すざく衛星による超新星残骸 IC 443 からの中性鉄輝線の発見

平山 ありさ (奈良女子大学 宇宙物理学研究室 M2)

超新星残骸は 10^{15} eV (ニー・エネルギー) よりエネルギーが低い銀河系内宇宙線の加速源であると考えられている。中でも、超新星残骸で加速された陽子は周囲の星間ガスと衝突して π^0 粒子を生成し、それが崩壊すると γ 線が放射される。しかし、 π^0 粒子を生成するのは 280 MeV 以上の高エネルギー陽子であり、 γ 線の観測ではそれ以下の低エネルギー陽子を調べることができない。

keV–MeV 程度の低エネルギー陽子は水素分子を電離して、 H_2^+ イオンを生成することが知られている。従って、 H_2^+ の吸収線の観測から宇宙線による電離率を調べることによって、低エネルギー陽子の存在を知ることができる。また、MeV 程度の低エネルギー陽子は中性鉄を電離して、X 線の波長域で 6.4 keV 中性鉄輝線を放射する。実際すでにいくつかの超新星残骸で、低エネルギー陽子起源と考えられる中性鉄輝線が見つまっている [1]。中性鉄輝線の強度は低エネルギー宇宙線の密度に比例するため、超新星残骸で加速された宇宙線の量を制限する有効な手段である。

超新星残骸 IC 443 は、 H_2^+ の吸収線の観測から大量の低エネルギー宇宙線の加速が示唆されており [2]、 π^0 崩壊による γ 線放射も報告されている [3]。本研究では、すざく衛星によって取得された超新星残骸 IC 443 の X 線スペクトルを詳細に解析し、 3σ 以上の有意度で中性鉄輝線を発見した。さらに、中性鉄輝線の強度分布を測定し、水素分子の電離率が高い地点と鉄輝線の強度が大きい領域が重なることが分かった。これらの領域の宇宙線のエネルギー密度を求め、宇宙線陽子や宇宙線電子

の量の制限を試みた。

1. Nobukawa et al. 2018, ApJ, 854, 87
2. Indriolo et al. 2010, ApJ, 724, 1357
3. Tatischeff et al. 2012, A&A, 546, 24