
星間現象 アブストラクト集
2022年度 第52回 天文・天体物理若手夏の学校

辻直美（神奈川大学 理学部 数理・物理学科 助教）

X線ガンマ線観測を用いた銀河系内宇宙線の加速機構

数 PeV 以下のエネルギーを持つ宇宙線は、銀河系内の超新星残骸 (SNR) における衝撃波で生成されると考えられている。SN 1006 や RX J1713.7–3964 といった SNR では、輝線などの熱的放射を含まない非熱的な X 線スペクトルが観測されており、被加速電子からのシンクロトロン放射が支配的であると解釈されている。粒子は SNR 表面の衝撃波を拡散的に往復することで、エネルギーを獲得し、加速される。粒子加速を特徴付ける重要なパラメータとして、衝撃波速度、粒子（あるいは放射）スペクトルにおけるカットオフエネルギー、加速効率などが挙げられる。[1] では比較的若い 11 個の SNR を系統的に解析し、これらのパラメータの関係を調査したところ、個々の SNR ごとに様々な粒子加速の様相を示すことが分かった。さらに、これら 11 個の SNR を合わせると、SNR の進化に伴い粒子加速効率が良くなる傾向が明らかになった [1]。

銀河系宇宙線の加速源の有力候補は超新星残骸と考えられてきた一方で、多くの超新星残骸のガンマ線スペクトルは高くても TeV 帯域でカットオフを示すことから、PeV までの粒子が実際に加速されるかどうかは疑問視されてきた。最近では、LHAASO によりいくつかの星形成領域から sub-PeV のガンマ線が検出され、PeV にまで加速された粒子の存在が示唆されたことで、星形成領域や大質量星団もまた銀河系内宇宙線の起源として注目を浴びるようになってきている [2]。また、マイクロユーザー SS 433 のジェットに付随するノット領域から、HAWC により TeV ガンマ線が検出されたことを受けて、マイクロユーザーでの粒子加速もホットな話題となっている [3]。本講演ではこれらの天体の最新の結果についてレビューを行う。

1. Tsuji et al., ApJ, 907, 117.
2. Cao et al. 2021, Nature 594, 33-36
3. Abeysekara et al., 2018, Nature, 562, 82
4. HESS Collab. 2018, A& A 612, A1

佐野栄俊（岐阜大学 工学部 電気電子・情報工学科 応用物理コース 助教）

星間物質の精査による超新星残骸の探究

超新星残骸は、超音速衝撃波や重元素の供給、宇宙線加速を伴って星間空間に多大な影響を与える。近年、これら超新星残骸における物理過程を理解するうえで、付随する星間雲（分子雲・原子ガス）の精査が本質的な役割を果たすことがわかってきた [1]。例えば被加速宇宙線陽子は星間雲中の陽子（星間陽子）と相互作用することでパイ中間子を生成、これが崩壊することでガンマ線を

放射する。このガンマ線流束は、ターゲットとなる星間陽子の密度に比例するため、両者の空間相関を捉えることで、天文学 100 年来の謎とされている宇宙線陽子の加速源を特定することができる。付随星間雲の精密測定は、同時に被加速陽子エネルギーの定量を可能にし、超新星残骸の時間発展によるエネルギー変化を明らかにした [2]。また、星間雲の粒状分布は、超新星残骸衝撃波との相互作用による磁場乱流を発生し、シンクロトロン X 線の増光や高効率粒子加速を促す。星形成の観点からは、超新星残骸衝撃波に類する複数の衝撃波圧縮によって、フィラメント状分子雲が形成・成長する過程が見え始めてきた。付随星間雲の膨張運動を測定することで、Ia 型超新星の親星問題へアプローチする研究も始まっている [3]。他にも再結合優勢プラズマや、星間化学の観点からも、衝撃波と低温・高密度星間雲と相互作用は本質的な役割を果たす [2]。本講演では、超新星残骸に付随する星間雲の精査が、超新星残骸におけるあらゆる物理過程の理解に有効な手段であることを示すとともに、本研究の到達点と今後の展望について論じる。

1. Sano, H. & Fukui, Y., *Astrophysics and Space Science*, **366**, 58, (2021).
2. Sano, H. et al., *The Astrophysical Journal*, **919**, 15, (2021).
3. Sano, H. et al., *The Astrophysical Journal*, in press. arXiv:2205.13712, (2022).

ガンマ線超新星残骸 Puppis A に付随する分子ガスと原子ガス 有賀 麻貴 (名古屋大学 理学研究科素粒子宇宙物理学専攻 M2)

超新星残骸の衝撃波で加速された宇宙線陽子と電子は、周囲との相互作用によりガンマ線を発生する。宇宙線の主成分は陽子であるため、宇宙線加速を理解する上で超新星残骸 (SNR) に付随する星間物質 (ISM) を特定することが重要である [e.g., 1, 2]。しかし、中年 SNR での ISM の研究は少なく、SNR 周辺の星間環境や被加速陽子のエネルギー等、未解明な点も多い。そこで我々は、GeV ガンマ線 SNR の一つ Puppis A に着目し、NANTEN CO と ATCA & Parkes H α のデータを用いて ISM の研究を実施した。CO については、CO $J = 2-1/1-0$ の高い強度比や wing-like な profile が速度 11 km s^{-1} の分子雲で検出され、衝撃波/恒星風による加熱・圧縮と分子雲加速が示唆された。同時に SNR の運動学的距離が $\sim 1.4 \text{ kpc}$ であることが確認された。また、この分子雲の周辺で電波シンクロトロン放射と熱的 X 線・H α の強度上昇が見られ、Puppis A への付随が裏付けられた。SNR と相互作用している ISM の総質量は $\sim 10^4 M_{\odot}$ であり、H α ガスが支配的である。ISM は Fermi-LAT のガンマ線ピークと空間的に良く一致しており、陽子起源ガンマ線と考えて矛盾しない。一方、ガンマ線の第 2 ピーク方向には高密度な星間ガスは存在しておらず、電子起源の寄与の可能性もある。また、ガンマ線と ISM の対応に基づいて宇宙線陽子のエネルギー W_p を $\sim 10^{47} \text{ erg}$ と推定した。さらに、10 個以上の SNR を含む年齢- W_p プロットとの比較から、Puppis A は宇宙線が逃走しているフェーズにあることが示唆される。以上を踏まえて本講演では、Puppis A に付随する星間ガスと高エネルギー放射の密接な関係について論じる。

1. Fukui, Y., Sano, H. et al. ApJ, 915, 84, 2021
2. Sano, H., & Fukui, Y., Ap&SS, 366, 58, 2021

近傍渦巻銀河における巨大分子雲の進化 出町 史夏 (名古屋大学 M1)

銀河の星形成は主に巨大分子雲 (GMC) 内で進行するため、GMC の進化は銀河進化における基本過程であると考えられる。GMC の進化段階やタイムスケールを統計的に推定するには、銀河全面での空間的に分解された GMC サンプルを用いた研究が必要不可欠である。このような研究は大マゼラン雲 (LMC)([1], [2]) で最初に行われ、ついで M33([3], Konishi et al. in prep) に拡張された。これらの研究によれば、形成される星団と H II 領域を星形成活動の指標として用いることにより、GMC の星形成の活発さを推定できることが示されている。ここでは、H II 領域の光度 ($L_{\text{H}\alpha}$) による GMC の Type 分類 [4] に基づいて次のように GMC を分類した。Type I: H II 領域の付随なし、Type II: $L_{\text{H}\alpha} < 10^{37.5} \text{ erg s}^{-1}$ 、Type III: $L_{\text{H}\alpha} > 10^{37.5} \text{ erg s}^{-1}$ 。これによって GMC は [Type I \rightarrow Type II \rightarrow Type III] と進化して星形成を活発化させると解釈され、GMC の寿命は 20–30 Myr と見積もられた。

この進化モデルの普遍性の検証のため、我々は PHANGS プロジェクトの CO [5] と H α [6] のデータを用いて、近傍渦巻き銀河の GMC の Type 分類を進めている。対象として GMC が 50–100 pc

で分解されている 6 銀河 (NGC 628, NGC 1433, NGC 1512, NGC 2835, NGC 3351, NGC 3627) を選んだ。これらは星質量が $(1 - 7) \times 10^{10} M_{\odot}$ と比較的大きく, face-on に近い。また, これらの銀河間の星質量と分子ガス質量の比 (M_{mol}/M_{star}) は 0.03–0.1 に及ぶ。GMC と HII 領域をそれぞれ PYCPROPS[7] と Astrodendro[8] で同定し, Type 分類を適用すると, Type I, II, III の平均個数比はそれぞれ 13%, 41%, 46% であった。stellar feedback による影響が最も少ないとみられる Type II の滞在時間を LMC と同一であると仮定すると, GMC 寿命は 20–46 Myr と導出され, LMC と factor 2 以内で一致する。また, GMC の質量は Type I, II, III の順で大きくなる傾向が何の銀河でも確認された。以上の結果は, GMC 進化モデルの普遍性を示唆するものと考えられる。講演ではこの結果の意義と今後の発展について論じる。

1. Fukui et al., PASJ, 51, 745, 1999,
2. Kawamura et al., ApJS, 184, 1, 2009
3. Gratier et al., A&A, 542, 108, 2012
4. Yamaguchi et al., PASJ, 53, 985, 2001
5. Leroy et al., ApJS, 257, 43, 2021
6. Emsellem et al., A&A, 659, 191, 2022
7. Rosolowsky et al., MNRAS, 502, 1218, 2021
8. Rosolowsky et al., ApJ, 679, 1338, 2008

SPH 法を用いた Tycho の超新星残骸の長時間シミュレーション 服部 英里子 (東京大学 総合文化研究科広域化学専攻 M1)

Ia 型超新星爆発とは白色矮星が伴星からの質量降着などにより質量が 1.38 太陽質量に達し爆発するものだ。星内部での核融合で元素合成を行う重力崩壊型とは異なり, Ia 型超新星は爆発時に多量の鉄を生成し, 宇宙空間に放出する。Ia 型超新星 SN1572 の残骸である Tycho の SNR は Si, S, Ca などの元素が球殻状に分布していることが観測により知られている。しかし, Yamaguchi et al. (2017) でも示されている通り鉄は東側に突出して分布しており, 鉄 knot と呼ばれている。この鉄 knot は TychoSNR のみならず多くの超新星残骸において観測されている。本研究では鉄のみがなぜ局所的に分布しているのかを探り, 今度どのように膨張を続けていくのかを考察するべく, 爆発後の膨張を流体力学シミュレーションを用いて計算を行なった。流体の運動の様子は SPH 法を用いて再現し, 重力は FDPS を用いて計算を行なった。本講演ではその結果について報告・議論を行う。

長大フィラメントの起源の理論的研究：星間物質中を移動する重力源が引き起こす現象の数値シミュレーション解析 北郁奈 (名古屋大学大学院 理学研究科 理学専攻 M1)

近年の観測より, 星間空間に直線上で高密度な領域 (以下, フィラメント) が種々のスケール・場所で発見された。そのうち長さが数 pc 以下の比較的短いフィラメントは形成過程が解明されつつある (e.g., Abe et al., 2021) が, 数十 pc を超える長大なフィラメント (e.g. Zucker et al. 2018)

は、その形成過程が未だに議論されている。長大フィラメント形成モデルの一つに Kitajima & Inutsuka (2022) がある。これは、高速移動する重力源の軌跡上で起こる星間ガスの相転移によってフィラメントを形成するモデル (以下、星間コントレイル) である。この研究では、重力源が中間質量ブラックホール程度の質量 ($\sim 10^4$ 太陽質量) であれば、約 100pc もの長大フィラメントを形成し得ることが解析的に示唆された。そこで本研究では、星間コントレイルを支持し、そのメカニズムを詳しく解析するために数値流体シミュレーションを行う。シミュレーションを行うことで、Kitajima & Inutsuka では議論されていない乱流構造を考慮し、長大フィラメント内部の詳細な解析が可能となる。また、観測された長大フィラメントの密度は、その周囲の密度の十倍程度である。これを計算結果と比較することで、星間コントレイルによる長大フィラメントの形成理論の整合性を確かめることができる。中間質量ブラックホールは銀河形成段階で形成が期待されているが、直接観測されていない天体である。本研究によって、長大フィラメント形成の起源が解明されるだけでなく、ブラックホールといった見えない天体の新たな観測手法を確立を目指す。

1. Abe, D., Inoue, T., Inutsuka, S.-i., Matsumoto, T. 2021, ApJ, 916, 83
2. André, et al. 2012
3. Stone, J. M., Tomida, K., White, C. J., Felker, K. G. 2020, ApJS, 249, 4
4. Zucker, C., Battersby, C., Goodman, A. 2018, ApJ, 864, 153
5. Kitajima & Inutsuka 2022(in prep)

ALMA ACA による大マゼラン雲超広域 CO 探査: Molecular ridge 領域における分子雲の統計的性質 北野 尚弥 (大阪公立大学 修士 1 年)

大マゼラン雲 ($Z \sim 0.5 Z_{\odot}$) は現在の銀河系では見られないような大規模な星団が形成されており、様々な環境での星形成の統一的な見解を得るためにも重要な位置付けとなる銀河である。これまでの観測から小マゼラン雲との潮汐相互作用に起因する H I ガス衝突流が大規模な星団形成を誘発したこと [1] が報告されており、銀河間相互作用が星形成過程や分子雲の物理的性質に及ぼす影響を調べる上で重要な天体である。本研究で着眼している Molecular Ridge は大マゼラン雲南東部に位置する総分子ガス質量が $\sim 10^7 M_{\odot}$ の巨大分子雲複合体であり、N158, N159, N160 など星形成が活発な領域を含む。我々は Atacama Compact Array (ACA) で得られた 1.3mm 帯の CO 分子輝線アーカイブデータ (2016.1.00782.S, 2018.A.00061.S) の解析を推進している。同領域内では、複数のフィラメント状分子雲が 200 pc を超えたスケールの H I ガス衝突流により形成された可能性があり、それに加え、北部から南部にかけての分子雲の系統的進化を支持する高密度ガス比の変化を確認している。この ACA による $^{12}\text{CO}(J=2-1)$ データに対し、分子雲の半径と速度分散の関係を調べた結果、銀河系の標準的な関係 [2] と比べて、速度線幅は同程度かやや高い水準に分布することが分かった。この傾向は Molecular ridge から 500 pc 北に存在する 30 Doradus 領域の結果 [3] とも整合的である。また、観測領域内で唯一大質量星形成が不活発である N159S とその他の活発な領域同士を比較しても優位な差は見られず、星形成のフィードバック等では線幅の増強は説明できないと思われる。

本講演では分子雲の物理状態の変化が H I ガス流の存在や重元素量といった環境の違いに起因している可能性を論じる。

1. Kisetsu Tsuge et al., ApJ, 871, 44, 2019
2. P. M. Solomon et al., ApJ, 319, 730, 1987
3. Remy Indebetouw et al., ApJ, 774, 73, 2013

Tycho's SNR の星周環境モデルの構築 小橋 亮介 (京都大学 D2)

超新星残骸 Tycho は、球対称に近い形状をしており、外側環境に一律な環境を想定した [e.g.,1]、Ia 型超新星残骸の中で典型例として扱われることが多い。しかし、X 線と電波による観測 [2,3] から、衝撃波の運動に方位角依存性があること、CO 観測 [4] から Tycho が wind cavity によって掃かれたと思われる分子雲に囲まれていることが最近明らかになってきた。さらに、[5] は、X 線衛星 *Chandra* による観測データを再解析し、2009 年辺りから衝撃波が著しく減速しつつあることを発見し、分子雲との相互作用を示唆した。これらの観測はいずれも、Tycho の衝撃波が現在進行形で周囲の分子雲と相互作用していることを支持する結果となる。各観測時期における Tycho の年齢もわかっているため、ここから、Tycho の環境にきつい制限を与えることが可能である。

本研究では、周囲の環境に対して分子雲の位置、分子雲密度などをパラメータとした 1 次元流体計算 (*VH-1* コード (e.g., [8])) を行い、結果を観測データと各方位角での領域ごとに比較し、best-fit モデルをカイ二乗法を用いて求めた。現状の結果としては、我々の用意したパラメータの範囲で、説明できる領域 (方位角) とできない領域があった。本講演では、Tycho の背景を紹介し、進捗と現状の数値モデルから得られている見地を説明する。

1. Slane, P., Lee, S.-H., Ellison, D. C., et al. 2014, ApJ, 783, 33
2. Katsuda, S., Petre, R., Hughes, J. P., et al. 2010, ApJ, 709, 1387
3. Williams, B. J., Chomiuk, L., Hewitt, J. W., et al. 2016, ApJL, 823, L32
4. Zhou, P., Chen, Y., Zhang, Z.-Y., et al. 2016, ApJ, 826, 34
5. Tanaka, T., Okuno, T., Uchida, H., et al. 2021, ApJL, 906, L3
6. Warren, J. S., Hughes, J. P., Badenes, C., et al. 2005, ApJ, 634, 376
7. Yamaguchi, H., Eriksen, K. A., Badenes, C., et al. 2014, ApJ, 780, 136
8. Blondin, J. M. & Ellison, D. C. 2001, ApJ, 560, 244

恒星風を考慮した星間物質 (ISM) の降着現象 倉田 昂季 (甲南大学 自然科学研究科物理学専攻 M1)

宇宙初期はビッグバン元素合成で作られた軽元素しか存在せず、その期間に誕生した星は初代星と呼ばれる。質量が太陽の 0.8 倍程度の星の寿命は宇宙年齢を超えているため、このような低質量初代星は現在も主系列星として存在しているとされている。しかし、ゼロ金属星はこれまで 1 例も発

見されていない。発見されない一つの要因として、化学進化した銀河内の ISM が低質量初代星に降着することで星表面が汚染され、ゼロ金属星が金属欠乏星に見えているということが考えられている。

この降着現象を恒星風の阻害を考慮し、金属欠乏星となりうるかを評価した先行研究 (Shuta J. Tanaka et al. 2017; Tanaka Kazuyosi 2021) がある。[1][2] 低質量初代星が恒星風を放出していると太陽のように磁気圏を作る。ISM が降着するには磁気圏を突破する必要があるが、ISM が中性の場合と電離している場合で流れが変わる。星間空間の密度はとても低いので平均自由行程は十分大きくなるため、ISM の粒子の衝突は考慮しないが、電離した ISM は磁場の影響を受けるため、流体近似して考えることができる。一方、中性 ISM は磁場の影響を受けないため磁気圏を通過することができるが、低質量初代星から放出される光によって電離される。電離されると磁場にとらわれるため降着せず吹き飛ばされる。その結果、低質量初代星の表面を金属欠乏星のレベルまで汚染するのは困難であることが示されている。

本講演ではこの現象について、レビューを行う。私自身の研究内容である中性 ISM の電離度分布についても紹介する。

1. Shuta J. Tanaka et al., The Astrophysical Journal, 844:137, 11pp, 2017 August 1
2. Tanaka Kazuyosi 2021 Master's Thesis Aoyama-Gakuin University

小マゼラン雲 N83/N84 領域における ALMA ACA を用いた広域 CO 探査 松本 健 (大阪公立大学 D1)

小マゼラン雲 (距離 ~ 60 kpc) は金属量が銀河系の約 $1/5$ 程度と低く、低金属量環境下での星形成過程を調べる上で最適な天体である。我々はこれまで小マゼラン雲北部領域における Atacama Compact Array (ACA) による ^{12}CO 輝線データ (空間分解能: 2 pc, 総観測領域: 0.26 平方度) の解析を行い、CO 輝線の分子雲トレーサーとしての振る舞いや分子ガスの物理的性質を明らかにしてきた ([1], 大野他 2021 春季年会)。本研究では、小マゼラン雲南東部に位置している H II 領域 N83/N84 に着目する。この領域は、北部領域よりも H I ガスの速度分布が複雑で、その起源として大小マゼラン雲の潮汐相互作用による H I 流の衝突が提案されている (大野他 2020 春季年会)。我々は、小マゼラン雲内での低金属環境下における分子雲がもつ物理的性質の普遍性/多様性を検証すべく、ACA による N83/N84 領域 (空間分解能: 2 pc, 総観測領域: 0.03 平方度) での CO ($J=2-1$) 輝線アーカイブデータ (2018.1.01319.S) の解析を実施した。その結果、分子ガスの総質量は $\sim 2 \times 10^5 M_{\odot}$ であり ($X_{\text{CO}} = 7.5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}$ を仮定 [2])、これは総観測面積が 9 倍程度の北部領域での半分程度の質量に相当する。また、階層構造解析アルゴリズム Dendrogram [3] により、周囲の CO フリーな場所と明確に境界が区別できる構造を 125 個同定した。これらの分子雲の半径 (R) と速度分散 (σ_v) の関係は冪乗則 $\sigma_v = 0.4R^{0.56}$ に従うが、銀河系 ($\sigma_v = 0.72R^{0.5}$, [4]) や大マゼラン雲の一部領域と比較すると、同じ半径で線幅が約 2 倍小さいことを確認した。この傾向は小マゼラン北部領域と共通である。以上から、小マゼラン雲特有の性質をもつ CO 分子雲が N83/N84 領域ではより狭い領域に集中していることがわかった。

1. Kazuki Tokuda et al., ApJ, 922, 171, 2021
2. Kazuyuki Muraoka et al., ApJ, 844, 98, 2017
3. E. W. Rosolowsky et al., ApJ, 679, 1338, 2008
4. Solomon P. M. et al., ApJ, 319, 730, 1987

XMM-Newton 衛星を用いた銀河中心のマッピングと G359.0-0.9 の解析 松永海 (京都大学 M1)

近年の高エネルギー天文学の発展により、天の川銀河の中心領域 (GC) の激しい活動の様子が徐々に明らかになってきている。例えば、銀河面に沿って大きく広がった熱的プラズマ [1] や、GC から銀河面と垂直な方向 (南北) への噴出と考えられる大規模構造 [2] がある。こうした活動のエネルギー源として、連鎖的超新星爆発が一説に考えられているが、支持する確実な証拠は得られていない。上記以外にも GC には多種多様な構造があり、今後も多くの発見が期待される。GC 領域の大規模構造を把握するには、膨大な観測データから広範囲のマッピングを行う手法が有効である [3][4]。そこで我々は、有効面積が大きく空間分解能に優れた XMM-Newton 衛星を用いて、Sgr A* から $\pm 2^\circ$ に及ぶ広範な X 線イメージを作成した。この結果、熱的プラズマの解析で重要な Fe の特性 X 線 (6 ~ 7keV) を含む広帯域で、GC から南北への噴出を含むさまざまな構造を捉えることに成功した。

本研究では上記に加えて、作成したイメージ内で目立つ構造の 1 つとして超新星残骸 (SNR) G359.0-0.9[5] に着目し、その解析結果を報告する。先行研究では、この SNR は銀河中心には付随せず、年齢 1.8×10^4 yr、爆発エネルギーは 1.2×10^{51} erg と推定されていた。しかし、XMM-Newton のスペクトルに基づいて我々が再解析した結果、星間吸収パラメータから本天体が GC 付近にあることが示唆された。すると直径は約 70pc にもなり、より大きな爆発エネルギーを持っていたと考えられ、単一の SNR ではなく連鎖的超新星爆発によって生じたスーパーバブルであると推測される。

1. K.Koyama. 2018, PASJ , Volume 70, Issue 1
2. Su et al. 2010, ApJ 724, 1033
3. Ponti et al. 2019, Nature 567, 347-350
4. Ponti et al. 2015, MNRAS 453, 172-213
5. Bamba et al. 2000, PASJ, 52, 259

超新星残骸における低エネルギー宇宙線起源の中性鉄輝線の探査 森川 朋美 (近畿大学 M1)

エネルギーが $10^6 - 10^8$ eV の低エネルギー宇宙線は、宇宙線加速や星形成過程を理解する上で重要であるが、太陽磁場の影響のため太陽系内での直接観測は困難である。星間物質中の鉄原子が低エネルギー宇宙線によって電離されて放射する中性鉄輝線は、低エネルギー宇宙線の新たな観測方法である (Tatischeff 2003[1], Nobukawa, K. et al. 2015[2])。実際、これまでいくつかの超新星残骸

で、低エネルギー宇宙線起源の可能性が高い中性鉄輝線が見つまっている (e.g., Saji et al. 2018[3], Nobukawa et al. 2018[4])。

我々は、低エネルギー宇宙線起源の中性鉄輝線を系統的に調査するため、銀河面上、かつ銀河中心の西側領域に位置する 8 つの超新星残骸に注目し、すざく衛星のアーカイブデータを解析した。バックグラウンドには中性鉄輝線を付随する銀河面 X 線放射 (GRXE) が存在する。GRXE を考慮してスペクトル解析を行なった結果、G304.6+0.1 と G346.6-0.2 からおよそ 3σ の有意度で中性鉄輝線を検出した。特に、相互作用する分子雲が先行研究 (Sano et al. 2021[5]) で詳細に観測されている G346.6-0.2 では、中性鉄輝線の分布は分子雲と部分的に一致していた。

本講演では、解析結果の詳細を報告し、低エネルギー宇宙線密度の制限などについて議論を行う。

1. Tatischeff, EAS Publications Series, vol7, 79, 2003
2. Nobukawa, The Astrophysical Journal Letters, vol807, Issue1, 2015
3. Saji, Publications of the Astronomical Society of Japan, vol70, Issue2, 2018
4. Nobukawa, The Astrophysical Journal, vol854, Issue2, 2018
5. Sano, The Astrophysical Journal, vol923, Issue1, 2021

QSO J1851+0035 方向の銀河系内分子吸収線系の物理状態と化学組成 成田 佳奈香 (東京大学 理学系研究科天文学専攻 M1)

分子雲は進化に伴い構造、物理状態、化学組成を変化させるが、その進化初期段階に相当する水素の数密度が $10^2-10^3 \text{ cm}^{-3}$ 程度の希薄領域では分子輝線が十分に励起されず、観測的な理解は乏しい。一方で系外の明るい天体を背景光源とする分子吸収線系は、そのような天体を研究する上で重要なツールであるが、天体数は未だ限られている。そこで我々は最近実施した分子吸収線系探査 (吉村他 2022 年日本天文学会秋季年会) から、QSO J1851+0035 ($l = 33.50^\circ, b = +0.19^\circ$) 前景の吸収線系に着目し、ALMA の較正用天体データを中心とするアーカイブデータを用いて詳細な吸収線解析を進めている。その結果、これまでに ^{12}CO 、 ^{13}CO 、 HCO 、 HCO^+ 、 H^{13}CO^+ 、 HCN 、 HNC 、 CN 、 CS 、 CCH 、 $c\text{-C}_3\text{H}_2$ 、 SiO 、 SO を検出し、それぞれの柱密度 N を求めた。また、非検出分子のうち C^{18}O 、 HC^{18}O^+ 、 H^{13}CN 、 CH_3OH については柱密度の上限値を求めた。 ^{12}CO と ^{13}CO で同定された 16 個を超える独立の速度成分は銀河中心距離 $R_G = 4.7-10.2 \text{ kpc}$ の範囲にあり、多くは $N(^{13}\text{CO}) \lesssim 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ 、なかには $N(^{12}\text{CO}) \sim 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ となるきわめて希薄な成分も検出された。 ^{13}CO の $J=1-0/J=2-1$ 吸収線から求めた励起温度は $2.9-5 \text{ K}$ とほぼ CMB 温度に近い値となり、多くの場合、線幅は半値全幅で 0.4 km/s 程度とほぼ熱的であった。これらは原子雲と分子雲の中間段階にある希薄で暖かいガスの描像と合致する。 $^{13}\text{CO}/\text{C}^{18}\text{O}$ 存在比については 240 を超える異常値をもつものも見いだされた。また、 CN の超微細構造線についての強度比異常も見いだされた。講演ではこれらの分子種の存在比や同位体比に加え、それらと $N(\text{H}_2)$ や線幅、 R_G との関係についても述べる。

NANTEN Galactic Plane Survey; 機械学習による銀河系内の分子ガス分布の復元

西川 薫 (名古屋大学 M2)

銀河系内の分子雲について、その分布や物理的性質を調べることは銀河構造や天体の進化を理解する上で重要である。銀河系全体の分子雲分布を調べるため、電波による広域サーベイが何度か行われてきた (e.g. [1], [2])。NANTEN 銀河面サーベイ (NGPS) は ^{12}CO ($J = 1-0$) 輝線による広域サーベイで、 $4'$ グリッドで観測された $|b| < 5^\circ$ の領域に加え一部の高銀緯領域の観測も含まれる。

今回、NGPS データから銀河系内の分子ガス分布の復元を試みた。距離決定にはガスの視線速度と銀河の回転速度から導かれる運動学的距離を用いた。太陽円の内側で生じる距離の不確定性 (Near-Far 問題) の解決には、Convolutional Neural Network (CNN) で構築したモデルを使用した。このモデルは 3 次元の輝度分布を入力とし、学習には赤外線天文衛星 WISE の HII region カタログ [3] から距離が既知かつ分子雲が付随する天体を NGPS データから切り出したデータを使用している。教師データのうち学習に使用していないものをモデルで推論したところ、Near-Far を正しく判定できた割合は 70 % 程度であった。

復元された構造は先行研究 [4] と概ね一致したが、Scutum-Centaurus 腕の一部では結果に明確な乖離が見られた。CNN による距離決定は FUGIN データに対する適用例 (Fujita et al. 2022 in prep.) があり、今回の結果はこの手法が第 4 象限や高銀緯領域、さらには分解能の異なるデータにも適用できることを示唆する。現在、銀河系内の分子ガス分布のシミュレーションデータから生成した擬似観測データに対して距離決定を行い、推論結果の検証を進めている。

1. T. M. Dame et al., The Astrophysical Journal, vol. 547, pp. 792–813, 2001
2. A. Mizuno & Y. Fukui, Astronomical Society of the Pacific, vol. 317, pp. 59–65, 2004
3. L. D. Anderson, The Astrophysical Journal Supplement, vol. 212, 2014
4. H. Nakanishi & Y. Sofue, Publications of the Astronomical Society of Japan, vol. 58, pp. 847–860, 2006

重力崩壊型超新星残骸における加速粒子から生じる高エネルギーガンマ線の観測予測

西川 智隆 (名古屋大学 M2)

宇宙線 (Cosmic Ray) は宇宙から地球に降り注ぐ自然の放射線である。宇宙線の主成分は陽子であり、他に電子や原子核などが含まれる。これら宇宙線のエネルギーフラックスの分布は、 10^8 eV から 10^{20} eV の広い分布を持ち、大まかに 2 種の冪分布で表される。その冪指数は $10^{15.5}$ eV 付近で変化しており、このエネルギーは「knee energy」と呼ばれる。現在、knee energy 以下の冪の起源は、超新星残骸における拡散衝撃波加速 [1] と呼ばれる加速機構によって説明されている。しかし、このモデルでは knee energy である $10^{15.5}$ eV まで到達できないという問題がある。

この問題に対し、新たなモデルの一つ [2] では、超新星爆の初期段階で、陽子が knee energy まで

加速され得ることが理論的に主張されているが、観測による検証はなされていない。しかし、超新星残骸起源の陽子を直接観測することは難しい。その要因として、陽子は銀河中の磁場によって運動の方向が曲げられるため、何を起源としているかの特定が難しいということが挙げられる。そこで加速された陽子から生じるガンマ線を観測することで、元の宇宙線陽子のスペクトルの推定を試みる。ここで、高いエネルギーを持つガンマ線は周囲の光子と対消滅という反応を起こし、フラックスが減衰されることが予測されており [3] ガンマ線の観測にはこの効果を考慮する必要がある。本講演では、超新星残骸から生じたガンマ線の対消滅を考慮した減衰量とその計算結果についての議論を行う。

1. L. Drury, Space Science Reviews, Vol. 36, 57-60, 1983
2. T. Inoue, Astrophysical Journal, Vol. 922, 17, 2021
3. P. Cristofari, Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 52, 320.06, 2020

XMM-Newton 搭載の回折分光器 RGS を用いた Ia 型超新星残骸 DEM L71 の X 線分光解析 **大場 滉介 (東京大学 理学系研究科物理学専攻 M1)**

超新星残骸を構成するプラズマの状態や元素組成比は、親星の質量や密度などの性質や爆発のメカニズムを制限する上で非常に重要となる。またそのためには、X 線帯域でより細かく輝線を分離すること、つまり高い分光能力を持つ検出器で観測したデータのスペクトル解析が必要である。

我々は XMM-Newton 衛星で 130ksec に渡り超新星残骸 DEM L71 を観測した。DEM L71 は大マゼラン雲にある視直径 1.5arcmin ほどの Ia 型超新星残骸であり、中心付近の親星由来の噴出物と星間物質が掃き集められたシェル状の構造が Chandra 衛星のイメージから確認されている [1]。XMM-Newton に搭載されている CCD 検出器 EPIC は 0.5-10keV の広帯域での撮像分光観測が可能であり、回折分光器 RGS は低エネルギー帯に限られるものの極めて高い分解能を有する。今回の観測では、各々のエネルギースペクトルから重要な輝線を検出できた。EPIC のデータからは、DEM L71 で初めて Fe K 輝線を検出できた。また、RGS のデータから得たスペクトルの Fe と O 輝線の構造に注目したところ、Fe は中心付近、O はシェル部分からの放射であることを示唆する構造が見られた。この輝線構造から Fe は主に親星由来の噴出物、O は星間物質をそれぞれ起源としていると考えられる。

本講演では、これらの結果を元にプラズマの状態や元素組成、及び運動速度について議論する。

1. Hughes, John P., et al. ApJ, 582, 95-99, 2002

X 線天文衛星「すざく」による超新星残骸 3C 400.2 のプラズマ調査 **小沼 将天 (近畿大学 M1)**

超新星爆発による衝撃波は星間物質 (ISM) やイジェクタを加熱し、超新星残骸 (SNR) は高温のプラズマ状態になる。SNR の多くは電離が優勢なプラズマ (IP) を持ち、やがてプラズマは電離が平

衡な状態 (CIE) になる。近年、いくつかの SNR で再結合が優勢なプラズマ (RP) が発見された。3C 400.2 は先行研究で RP が存在すると報告されている ([1], [2])。先行研究によると、3C 400.2 の X 線放射は温度の異なる 2 成分プラズマで説明できる。2 成分のプラズマに関して、Broersen et al. (2015)[1] は ISM 由来の低温の RP とイジェクタ由来の高温の IP であると報告した。一方で、Ergin et al. (2017)[2] は ISM 由来の低温の CIE プラズマとイジェクタ由来の高温の RP であると報告した。我々は、2 つの矛盾する結果を生んだ原因の 1 つとしてバックグラウンドの評価の違いを考えた。Broersen et al. (2015)[1] は ACIS-I バックグラウンドファイルを用いてスペクトルを作成したが、Ergin et al. (2017)[2] は 3C 400.2 の周囲の領域をバックグラウンドとしてスペクトルを作成していた。本研究では「すざく」衛星のデータを用いて、SNR 領域とバックグラウンド領域のスペクトルを同時フィットすることで、SNR 領域からバックグラウンド領域への漏れ込み成分を考慮し、バックグラウンドを評価した。その上で、3C 400.2 のプラズマ状態を調査した。結果として、我々は 3C 400.2 のプラズマを ISM 由来の低温の CIE プラズマとイジェクタ由来の高温の IP の 2 成分で説明できることを見出した。本講演では解析結果と先行研究との違いを議論する。

1. Broersen et al. 2015, MNRAS, 446, 3885
2. Ergin et al. 2017, ApJ, 842, 22

MKID カメラによる星形成領域 W49N の観測 李 豪純 (筑波大学 M1)

我々の住む宇宙には様々な銀河が存在しており、その大きさや形状、星形成率には違いがあることがわかっている。こういった違いがなぜどのように生じるのかを突き止めるためには銀河の形成や進化の過程を明らかにする事が重要である。近年、大量のダストに埋もれた爆発的な星形成を行っている遠方銀河が多く発見されているが、星形成領域の若い星からの電磁波は周囲のダストや分子ガスに吸収されるため直接の観測は困難となる。その一方でダストは星からの放射により数十 K に温められるため赤外線を放射するようになるが、この赤外線は宇宙膨張による赤方偏移により長波長側に引き伸ばされ地球では 100 GHz から 1 THz 程度の電波領域（ミリ波・サブミリ波）で観測される。よってミリ波・サブミリ波帯での広域観測は遠方銀河の探査に適している。我々は、遠方銀河の広域探査や銀河系の HII 領域の観測を目的として、筑波大学と国立天文台を中心に国立天文台野辺山 45 m 電波望遠鏡用ミリ波帯多素子カメラ検出器である MKID カメラを開発している。[1]

2018 年の搭載からの観測で、これまでに銀河系内の惑星とクエーサーの観測をできるほどの精度があることは確かめられてきた。現在はその次の段階として、地球から約 3 万 6000 光年離れた巨大分子雲 W49 の星形成領域の中心部である W49N を 2022 年 3 月から 4 月に渡って観測し、そのマッピングを試みている。今回はその結果と現状に関して発表をする。

1. 宮澤 啓, 修士論文, 1-2, 2021

位置依存型 Richardson-Lucy デコンボリューションを用いた超新星残骸カシオペア A の X 線画像解析

酒井 優輔 (立教大学 M1)

宇宙 X 線観測においては、望遠鏡や検出器の応答が畳み込まれており、それらを戻すことで真の空間広がりを推定できる。その手法の一つとして Richardson-Lucy deconvolution (RL 法) [1],[2] があり、これは 既知の Point Spread Function (PSF、点広がり関数) 1 つと衛星が観測した撮像画像から、ベイズ推定によって真の画像を推定する手法である。RL 法は 1 つの PSF のみを用いて推定することが多いが、実際には検出器の焦点面に光子が落ちた位置毎に PSF が異なるため、広い空間スケールでは精度が落ちる。そこで、位置毎の複数の PSF を用いた位置依存の RL 法を開発した。実際に、Chandra 衛星の観測した超新星残骸 Cassiopeia A の全領域に適用し、空間スケールの大小に関わらずデコンボリューションできることと今後の展望について紹介したい。

1. Richardson, William Hadley. 1972, JOSA, 62, 55-59
2. Lucy, L. B. 1974, Astronomical Journal, 79, 745-754

X 線天文衛星「すざく」の彗星観測データを用いたスペクトルの場所依存性の検証

関口 るな (東京都立大学 理学研究科 物理学専攻 修士 1 年)

彗星のコマの中性気体分子は、太陽風プラズマ中の高電離したイオンとの電荷交換反応により、軟 X 線を放射することが分かっている [1]。電荷交換反応とは、イオンと原子や分子の衝突において弾き出された電子がイオンの外殻軌道に入ることによって、特定のエネルギーを持つ X 線輝線が放射される反応である。彗星の電荷交換反応 X 線輝線により分子の種類を同定できるため、その輝線比からコマに含まれる中性気体の組成を制約できる [2]。この組成は核からの距離によって異なるため、電荷交換反応で放出された X 線輝線スペクトルも場所によって変化すると考えられるが、知る限りでは確かめられていない。

そこで私は、X 線天文衛星「すざく」による 73P/Schwassman-Wachmann3 (以下 73P/SW) の観測データを解析した。「すざく」は 2 keV 以下の軟 X 線に高い感度を持ち、彗星からの広がった軟 X 線観測に適している。73P/SW は 2006 年に地球と太陽に接近した際に 3 回観測され、露光時間は計 65 ksec であった。全観測において 0.3–0.8 keV のスペクトルを電荷交換反応による輝線モデルで再現できたが [3]、場所ごとの変化については初めて検証を行った。私は、最も X 線フラックスが大きく 8 分角程度に広がっていた 6 月 7 日の観測データを用いて、核からの距離ごとに領域を分けガウス関数でフィットを行い、各領域のスペクトル分布を比較した。特に統計の良かった酸素輝線に着目し OVII, OVIII 輝線の比を算出すると、核に近い領域 (3×10^4 km 以内) では観測値が 0.10 ± 0.03 となり、外側の領域 ($5-7 \times 10^4$ km) での値 0.22 ± 0.12 と比べて水素ターゲットの理論値 (0.14) との相違が見られた。この酸素輝線比の場所による相違から、コマの中性気体組成の違いが示唆される。本発表では、これらの解析について報告する。

1. Crevens 1997, Geophysical Research Letters, 24, 105
2. Beiersdorfer et al. 2003, Science, 300, 1558
3. 鈴木他, 天文学会 春季年会, 2020

ALMA 望遠鏡で探る大質量星形成領域 Monoceros R2 鈴木 大誠 (大阪公立大学 M2)

大質量星の形成過程の理解は天文学の重要課題であるが、その解明には太陽系近傍では観測対象が限られるなどの複数の観測的困難が伴っている。本研究の対象である Monoceros R2 は太陽系から 830 pc に位置する近傍の大質量星形成領域の 1 つであり、大質量星原始星 IRS 1 (星質量 $\sim 12M_{\odot}$) を中心に UC (ultra compact) H II 領域 (~ 0.09 pc) が存在することから、星形成領域の初期段階を探る上で重要な領域である。これまで単一鏡電波望遠鏡や Herschel の観測により IRS 1 を中心に、数 pc 程度放射状に広がったハブフィラメントシステムが確認されており [1][2]、大質量星形成に伴う普遍的な構造の一つとしても注目されている。

本講演では、IRS 1 を中心に $300'' \times 300''$ (~ 1 pc) の領域を $^{13}\text{CO}(J=1-0)$ 、 $\text{C}^{18}\text{O}(J=1-0)$ 、3 mm 連続波等で観測された ALMA アーカイブデータ (2016.1.01144.S) の解析を紹介する。観測は 12 m, 7 m, TP (Total Power) array で行われ、すべてのデータを合成した際の角度分解能は $\sim 3''$ (~ 2000 au) であった。解析結果から 3 mm 連続波と C^{18}O の分布を比較すると、中心部の電離領域が卓越した部分を除いて両者は概ね一致しており、分子雲の密度の高い成分を捉えていると見られる。スパイラルアーム状にカーブしたフィラメント状分子雲が IRS 1 付近を中心に収束しており、全体として風車状の構造を形成している。これらは反時計まわりの向きに赤方偏移する速度勾配を示しており、システム全体の回転を捉えている可能性が考えられる。また、速度線幅を観測領域全体で比較すると、中心部 (IRS 1 から 0.5 pc) が外側に対して 2.5 倍程度高くなっている傾向も見られた。これらの特徴より考えられる複雑なフィラメント系の物理的特徴および形成過程について議論する。

1. Trevino et al, A&A, 629, A81, 2019
2. Kumar et al, A&A, 658A, 114K, 2021

分子雲と相互作用する超新星残骸 辰己 賢太 (甲南大学 M1)

超新星残骸 (SNR) と分子雲との相互作用は乱流磁場振幅による粒子加速の促進やガンマ線放射の促進等の効果を通して SNR の性質に大きな影響を及ぼすことが知られている。SNR の形状面への影響については SNR が分子雲にぶつかる現象が存在する。例えば RXJ1713.7-3946 という SNR は分子雲と衝突しても球対称を保ったまま衝撃波面が広がっていく [1]。しかし、G109.1-1.0 という SNR は分子雲と衝突した部分の衝撃波面の形が分子雲によって潰されている [2]。これらの違いは

分子雲の内部構造の違いに起因しているのではないかと我々は予想している。

超新星爆発は大きく分けて重力崩壊型と Ia 型の 2 種類存在する。重力崩壊型超新星の場合、恒星風や HII 領域の膨張によって分子雲内部の低密度部分が飛ばされ、密度の濃いクラump 状の分子雲構造が残る [3]。そのような場合、衝撃波面はガスクラump の間を通り抜け、球対称を保ったまま広がっていく。しかし Ia 型超新星爆発の場合は恒星風が吹かず、そのまま衝撃波と分子雲が衝突する。

本講演では磁気流体シミュレーションコード Athena++ を用いて分子雲のモデルと超新星衝撃波の相互作用シミュレーションを行った結果を報告する。そのシミュレーション結果から衝撃波がどのように広がっていくかを解析し、結果を議論する。

1. Tatematsu et al. , The Astrophysical Journal, 351, 157-164, 1990 March 1
2. Sano et al. , The Astrophysical Journal, 724, 59-68, 2010 November 20
3. Hosokawa Inutsuka, The Astrophysical Journal, 646, 240-257, 2006 July 20