

星間現象分科会

どんと来い、星間現象

| | |
|------|--|
| 日時 | 7月27日 17:45 - 18:45(招待講演:立原 研悟氏) 7月28日 16:00 - 17:00 7月29日 14:45 - 15:45(招待講演:水野 恒史氏), 16:00 - 17:00 |
| 招待講師 | 立原 研悟氏 (名古屋大学)「星間物質の進化と星形成」 水野 恒史氏 (広島大学)「宇宙ガンマ線を用いた宇宙線と星間ガスの研究」 |
| 座長 | 濱畑秀峰(鹿児島大学 M2)、切通僚介(大阪府立大学 M2)、鷲野遼作(京都大学 M2) |
| 概要 | <p>星間空間には、原子ガス、分子ガス、電離ガス、ダストなど様々な状態の物質が存在しています。これらは加熱と冷却、磁場、乱流、重力相互作用、衝撃波、天体からのフィードバックなどの物理過程を経て、高温希薄なガス、低温高密度な分子雲、惑星状星雲、超新星残骸といった多彩な姿を見せます。さらにその過程で化学進化も生じることが考えられます。したがって、星間現象を理解することは物質の進化過程を理解することにつながります。そのため、系内を中心に電波、赤外線、可視光、X線、γ線など、多波長で観測を行うことで星間現象を理解する試みがなされています。今後はTMT(可視光、赤外線)、SPICA(赤外線)、ALMA(サブミリ)、SKA(電波)、ASTRO-H(X線)、CTA(γ線)などの次世代望遠鏡によってさらに進展することでしょう。さらに、理論分野からは高性能計算機を用いて、磁場の影響や分子雲の衝突、不安定性の非線形解析などの複雑なシミュレーションが行われています。</p> <p>多波長観測と理論を総合的に結びつけて考察することで、星間現象についての理解が深まり、さらにそれらは銀河や星のようなスケールの異なる現象の理解にもつながります。</p> <p>本分科会では、一般講演では多岐にわたる星間現象についての理解を目的に活発な議論や異分野との相互理解・交流を行います。招待講演では星間現象の分野の最先端で活躍されている講師の方々を招き、この分野の面白さや最新の成果、問題点などについて講演していただく予定です。</p> |

立原 研悟 氏 (名古屋大学)

7月27日 17:45 - 18:45 B会場

「星間物質の進化と星形成」

星の形成と死は銀河進化の主なドライバーであるが、形成される星の初期質量関数、大質量星の形成メカニズムなどの未解決問題が存在する。加えて銀河の物質循環を考える上で重要なのは、原子ガスからの分子雲形成である。電離ガス・中性原子ガス・分子ガスの分布は、80年代に主に研究された光解離領域の平行平板モデルでは、うまく説明できないことが示されてきた。原子ガスの直接観測は、HI 21 cm 輝線によるものか、CI 微細構造線によるものが主なものであるが、高分解能かつ広範囲をサーベイする観測は困難であった。そのためこれまで原子ガスは数百 K の高温で、かつ目立った構造をもたず、分子雲周囲に数 10 pc 以上に広がって分布していると考えられてきた (Warm Neutral Medium; WNM と呼ぶ)。温度が高いため、その定量には光学的に薄い近似が用いられてきた。しかし HI 吸収線の観測から Cold Neutral Medium (CNM) と呼ばれる低温の中性原子ガスが存在することが示され、またそれらは複雑かつ小さな構造を持っているという予想も提案されてきた。近年、星間ダストのデータと比較することにより、実際に原子ガスの温度と光学的厚みをそれぞれ求めることが可能となり、その結果低温 ($T_s \sim$ 数十 K) かつ高密度で、光学的に厚い CNM が大量に存在することが分かってきた。このことにより銀河における星間ガスの総量を見直すことが求められている。また原子ガスから分子の形成反応はこのような CNM 中で起こることから、分子雲形成のメカニズムや、星間乱流の初期条件を理解する上でも重要である。今後のサブミリ波による広範囲の観測や、SKA などの次世代望遠鏡による HI 21cm 輝線の高分解能観測によって、星間物質の理解は大きく発展すると期待される。今後の展望も含め、最新の研究成果を紹介する。

1. C. Heiles & T.H. Troland, 2003, ApJS, 145, 329
2. T. Inoue & S. Inutsuka, 2012, ApJ, 759, 35
3. Y. Fukui et al. 2015, ApJ, 798, 6

水野 恒史 氏 (広島大学)

7月29日 14:45 - 15:45 B会場

「宇宙ガンマ線を用いた宇宙線と星間ガスの研究」

星間空間には星の材料である星間ガスに加え、星間ダスト、星間磁場、星間光子、宇宙線が存在する。これらは互いに影響を及ぼし合っているため、天の川銀河の星形成や星間現象の理解には、多波長観測や理論計算、地上実験、宇宙線の直接観測などを用いた総合的な研究が必要となる。中でも重要な役割を果たすのが、宇宙ガンマ線観測である。特に GeV 帯域のガンマ線は、宇宙線の主成分である陽子が星間ガスと反応して生じ、ほとんど吸収を受けずに観測者まで届く。またガンマ線発生率は星間ガスの状態 (温度、組成) にほとんどよらない。つまり宇宙ガンマ線観測は、宇宙線研究の観点では主成分 (陽子) に高い感度を持ち、星間ガスの観点では「無バイアスに」ガス分布を探索することができる、ユニークなプローブである。この宇宙ガンマ線観測の重要性は以前から指摘されていたが、観測の難しさや星間ガスの様相の複雑さのため不定性が大きかった。しかし 2008 年に打上げられたフェルミ衛星搭載 LAT 検出器は、広い視野 (全天の約 20%) と優れた空間分解能 (10 GeV で 0.2 度程度) を活かして全天サーベイ観測を行い、宇宙ガンマ線の全貌を捉えることができる。加えて宇宙線伝搬モデルや星間ガスの研究の進展により、銀河宇宙線および星間ガスの全体像が明らかになってきた。本講演では、宇宙線の伝搬やガンマ線生成素過程の基礎にも触れながら、フェルミ衛星 LAT 検出器による銀河宇宙線と星間ガスの研究について紹介する。宇宙線加速源天体や、X 線および TeV ガンマ線観測による関連研究についても適宜触れる。

1. Ackermann et al. 2012, ApJ 750, 3
2. Ferriere 2001, Rev. of Mod. Phys. 73, 1031
3. Strong et al. 2007, Annu. Rev. Nucl. Part. Sci.

星間 a1 大速度分散コンパクト分子雲の起源:大質量ブラックホールによる重力散乱過程についての理論的研究

郭 岩松 (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)

銀河系中心の分子雲領域 (CMZ) で高速度コンパクト雲 (HVCC) と呼ばれる雲が多数発見されている。そのような雲は衝撃波らしき構造や膨張シェル速度構造を伴うことからその起源としては高密度分子雲内での超新星爆発などが予想されているが、いまだ定説は無い。

最近、慶応大学・岡朋治らの観測グループにより、SgrC 領域において爆発起源に特徴的な膨張シェル構造を持たない HVCC が観測された (日本天文学会 2015 年度春季年会)。その HVCC は非常に広い速度幅を持ち、かつ低温 (10K) であることが明らかになった。このような温度が低かつ構造も非常に乏しい HVCC の大きな速度分散の生成機構については大質量コンパクトな構造による重力散乱が考えられている。岡らは、このような奇妙な構造を説明するには、Impact parameter が 1pc で質量が 10^5 太陽質量の点状天体による分子雲の重力散乱が必要であることを示唆しており、実際、そのパラメータで観測データを説明することができることを報告している。サイズが 1pc 以下程度の重力源で質量が 10^5 太陽質量のものとしては、非常にコンパクトな星団という可能性も考えられるが、重力源自体の発する光子・電磁波が観測されておらず、光度が極めて低いことから、その可能性は低いと考えられる。そのため、重力源の正体としては 10^5 太陽質量程度のブラックホールである可能性が示唆されている。しかしながら、ブラックホールの重力により散乱される分子雲のダイナミクスはまだほとんど研究されていないため、観測された条件 (低温かつ大きな速度分散) を再現できるかどうかについてはまだわからない。

そこで、本研究においては、大質量分子雲が点状重力により散乱される過程についての数値シミュレーションを行い、上記の仮説を検証することにした。観測事実をもとにして、粒子法を用いる流体計算コードを作成し、詳細な数値シミュレーションを実行する。その際、ガスの衝撃波による加熱や冷却機構を考慮しながら数値模擬観測を行うことにより、観測データを再現することを目指している。また、シミュレーションの初期パラメータ分布を振ることによって、このような現象の発生頻度についても議論する。

1. Tanaka, K., Oka, T., Matsumura, S., Nagai, M., and Kamegai, K. 2014, ApJ, 783, 62

星間 a2 AKARI 衛星を用いた系外銀河のスタック解析

岡部 泰三 (東京大学 宇宙理論研究室 M2)

我々の銀河内にはダストと呼ばれる物質が広く分布しており、あらゆる銀河系外の観測はこのダストを通った光を見ることになる。ダストは可視光線を吸収し遠赤外線 (FIR) を放射している。そのため、銀河系外の観測においては、銀河系内のダストによる減光の補正が本質的となる。現在最も広く使われているダストの減光マップは、1997 年に Schlegel, Finkbeiner, Davis(SFD) により発表されたもので、COBE と IRAS という二つの赤外線観測から作成された。SFD マップは FIR の放射量から作成されており、本来必要とされる可視光の吸収量を直接測定している訳ではない。これは SFD が可視光の吸収量と FIR の放射量に線形の関係性を仮定し FIR の放射量から可視光の吸収量を見積もるという構成

方法をとっているからである。従ってこの仮定が妥当なものであるか検証することが重要となってくる。Yahata et al. (2006) は SDSS という可視光観測を用いて、SFD マップの信頼性を検証している。ここでは SDSS の観測領域を細かい小領域に分け、その小領域を SFD のダスト減光の値によって分別した。その結果 SFD マップはダスト減光が小さい領域で、僅かながら系統誤差が存在することを示した。このダスト減光が小さい領域は SDSS 観測領域のおよそ 7 割を占めており、系統誤差が小さいとはいえ精密宇宙論では有意に効いてくる可能性がある。この論文では系統誤差の原因を系外銀河の FIR フラックスによるものだと結論しているが、状況証拠のみで直接的な証拠は示されていない。

Kashiwagi et al. (2012) ではスタック解析を用いてこの系外銀河の FIR フラックスを直接測定している。ここでは SDSS の銀河がある点を中心として SFD マップをスタックしていくことで有意なシグナルをとらえているが、分解能が悪く定量的な解析は難しかった。そこでこの講演では系外銀河のフラックスをより詳しく見るため、より分解能のいい AKARI 衛星を用いて解析した結果を発表する。

1. Schlegel, D., Finkbeiner, D., & Davis, M. 1998 AJ, 500, L525
2. Kashiwagi, T., Yahata, K., & Suto, Y. 2013 PASJ, 65, L43
3. Yahata, K., Yonehara, A., Suto, Y., Turner, E.L., Broadhurst, T., & Finkbeiner, D. 2007, PASJ, 59, L205

星間 a3 チャンドラ X 線観測衛星を用いた超新星残骸 RX J1713.7-3946 の解析

辻 直美 (立教大学 M1)

恒星は核融合反応が進行した結果として、重力型崩壊を起こすか、または伴星からの物質降着により、超新星となる。このとき引き起こされる超新星爆発の噴出物質は、高速で星間空間中を膨張するため、表面に衝撃波が形成され、まわりの物質を掃き集めていく。超新星爆発の後に中心天体の周辺に形成される高温プラズマのことを超新星残骸という。超新星残骸は自由膨張期、セドフテイラー期、雪かき期、消滅期を経て進化していくが、その進化過程のモデルは噴出物質のエネルギーや質量、まわりの物質の密度によって決定される。

本研究では、空間分解能の良いチャンドラ X 線観測衛星の観測を用いて、RX J1713.7-3946 のイメージ解析を行う。超新星残骸 RX J1713.7-3946 は、非熱的 X 線放射が支配的であり、TeV ガンマ線の放射も確認されるなど、多波長に渡って研究が進んでいる非常に興味深い天体である。一方で、この天体の衝撃波速度は正確に測定されておらず、年齢もはっきりと知られていない。本研究では、RX J1713.7-3946 のシェルの表面や内部のフィラメント構造において、衝撃波速度や見かけの移動速度を測定する。今までの解析から、衝撃波速度が 4,000 km/s~5,000 km/s であることが測定された。さらに、この結果を良く表現する超新星残骸の進化モデルを探り、この天体の年齢に迫ることが目的である。

1. S. Katsuda et al., ApJ. 709.1387K (2010)
2. J. K. Truelove & C. F. McKee, ApJS. 120, 299 (1999)

星間 a4 超新星残骸 Cassiopeia A の熱プラズマ X 線解析

池田 拓馬 (立教大学 M1)

太陽の約 8 倍以上もの重さを持つ星は内部の核燃料が尽きると自身の重力により収縮し、その反動で起こる重力崩壊型の超新星爆発を引き起こす。超新星残骸外層には飛び散る爆発物と星間物質との間で衝撃波が形成され、若い超新星残骸ではその衝撃波面にフェルミ加速により加速された非熱的電子のシンクロトロン放射がフィラメント状に分布する。その内側に数 keV の温度をもつ熱電子からの熱制動放射や高度に電離したイオンからの特性 X 線のような熱的な放射も観測される。これは自由膨張する物質が逆行衝撃波を通過する際、断熱圧縮され衝撃波の運動エネルギーの一部が熱エネルギーとして移行する衝撃波加熱によるものである。希薄な宇宙空間では粒子間の衝突による平均自由行程は超新星残骸のスケールよりも大きいため、衝撃波近傍での相互作用は粒子同士ではなく電磁場を介してのものが支配的であり、このような衝撃波は無衝突衝撃波と呼ばれる。また衝撃波で熱エネルギーを得るのは主に電子よりも重たいイオンであり、若い超新星残骸では熱平衡には至らないため電子と各イオンは異なる温度を持つ。電子はそのイオンから熱を得た後、イオンの電離を進める。したがって電子の加熱は重要であるが、無衝突衝撃波における電子加熱についてはまだよく理解されていない。本研究では銀河内でも特別に明るく、複雑な内部構造を持つ Cassiopeia A を解析することで、無衝突衝撃波によるプラズマの加熱過程や元素の分布など仔細に探る。

星間 a5 分子雲衝突による銀河スケールでの巨大分子雲質量関数の進化

小林 将人 (名古屋大学 C 研 D1)

Colombo et al., 2014 に代表される近傍銀河の観測から、巨大分子雲の質量関数の傾きが渦状腕においてきつくと、それ以外の領域では緩やかであることが報告されている。一方で磁気流体シミュレーションから、巨大分子雲の形成には中性水素分子雲を多数回衝撃波によって圧縮する必要があることが示唆されている (Inoue & Inutsuka 2008; Heitsch et al., 2009 など)。これらの結果を踏まえ Inutsuka et al., 2015 では、膨張する HII 領域表面において中性水素シェルや中性水素分子雲が相互作用することで、多数回の衝撃波圧縮やその結果である分子雲形成を再現するモデル構築が行われた。このモデルでは、巨大分子雲の質量空間における連続の式を解いて得られる定常解が、観測されている分子雲質量関数のべきを再現している。しかしこの定式化には、大質量星形成や星団形成の起源として近年示唆されている分子雲同士の衝突が考慮されていない。そこで本発表では、分子雲同士の衝突を表す項を Inutsuka et al., 2015 のモデルに導入し、巨大分子雲質量関数の時間発展を銀河の様々な環境に応じて解いた結果を紹介する。我々の結果は、大質量星形成や星団形成として重要である分子雲衝突が、60Myr 程度のタイムスケールで見えた場合巨大分子雲質量関数を大きく変動させることはない、ということを示唆している。

1. Colombo, D., Hughes, A., Schinnerer, E., et al. 2014, ApJ, 784, 3
2. Heitsch, F., Stone, J. M., & Hartmann, L. W. 2009, ApJ, 695, 248
3. Inutsuka, S.-i., Inoue, T., Iwasaki, K., & Hosokawa, T. 2015, ArXiv e-prints, arXiv:1505.04696

星間 a6 JCMT 望遠鏡と野辺山 45m 望遠鏡によるコンパクト HII 領域の CO 分子輝線観測

河野 樹人 (名古屋大学大学院理学研究科 天体物理学研究室 (A 研) M1)

太陽の 8 倍以上の質量の星は、大質量星と呼ばれる。大質量星は、紫外線を多く放射し周囲の星間ガスを電離して HII 領域を形成する。また、進化段階の最後には、超新星爆発を起こし、重元素を星間空間に放出する。大質量星の形成過程については、これまで小質量星と同様の質量降着や恒星同士の合体による形成が議論されてきたが、その形成過程は未解明であり、現代天文学のもっとも重要な課題の 1 つである。近年我々は、NANTEN2 望遠鏡の観測により一酸化炭素分子 CO による分子雲の観測を行い、分子雲同士の衝突が大質量星の形成を誘発したことを提案している。(Furukawa et al. 2009, Fukui et al. 2014) 大質量星が分子雲同士の衝突によって形成された直後には、形成初期段階のサイズの小さい HII 領域が存在すると考えられる。このような HII 領域は、コンパクト HII 領域と呼ばれ、サイズが 0.1-0.5pc であり、やがて膨張し通常の HII 領域になると考えられている (Kurtz 2002)。したがって、コンパクト HII 領域を調べることは、分子雲衝突による大質量星形成のプロセスを解明する上で非常に重要である。本研究では、コンパクト HII 領域と分子雲衝突の関係を考察することを目的とし、コンパクト HII 領域が存在する大質量星形成領域 W33 の解析を実施した。W33 は、距離 2.9kpc にある Spitzer Bubble N7 を伴う大質量星形成領域である (Immer et al. 2013, Churchwell et al. 2006)。観測データは、ハワイにある JCMT 望遠鏡で得られた $^{12}\text{CO}(3-2)$ と、国立天文台野辺山 45m 電波望遠鏡で得られた $^{12}\text{CO}(1-0)$, $^{13}\text{CO}(1-0)$, $\text{C}^{18}\text{O}(1-0)$ である。解析の結果、2 つの速度成分 (30km/s と 45km/s) の分子雲を検出し、コンパクト HII 領域の存在する場所で、速度幅が 5km/s から 10km/s に拡大していることがわかった。本講演では、これまでの解析結果と NANTEN2, Mopra, ASTE 望遠鏡を用いた今後の研究計画について述べる。

1. Furukawa, N., Dawson, J. R., Ohama, A., et al. 2009, ApJ, 696, L115
2. Immer, K., Reid, M. J., Menten, K. M., et al. 2013, A&A, 553, 117
3. Kurtz, S. 2002, in ASP Conf. Ser. 267, Hot Star workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth, ed. P. A. Crowther (San Francisco, CA: ASP), 81

星間 a7 W43 における分子雲衝突と大質量星形成の関係

切通 僚介 (大阪府立大学 宇宙物理学研究室 M2)

W43 は太陽系から距離約 6 kpc に位置し、大質量星を含む星団を持つ活発な大質量星形成領域である。我々は大阪府立大学の 1.85 m 電波望遠鏡と名古屋大学の NANTEN2 望遠鏡で得られた $^{12}\text{CO}(J=1-0, 2-1)$, $^{13}\text{CO}(J=2-1)$ 輝線のデータを用いて、W43 の 2 つの代表的な星形成領域 W43-Main と W43-South それぞれにおいて、HII 領域への付随が示唆される二つの異なる速度を持つ分子雲を同定した。これらは互いに反相関的な分布を示しており、HII 領域とも相関、または反相関的な

分布を示している。いずれの分子雲も $J=2-1/1-0$ 輝線強度比が高く、W43-Main, W43-South それぞれに存在する星団からの影響を受けていると考えられる(切通 2014 年秋季年会)。今回、 $^{13}\text{CO}(2-1)/^{13}\text{CO}(1-0)$ 輝線強度比、 $^{13}\text{CO}(2-1)/^{12}\text{CO}(2-1)$ 輝線強度比を用い、同定した分子雲に LVG 解析を行った結果、星団方向で相対的に温度が高くなっていることがわかった。さらに、IRAM や JCMT の高分解能なアーカイブデータを用いて、同定した分子雲の分布を $8\ \mu\text{m}$ の赤外線と比較すると、赤外線源の構造に沿った分布をしていることがわかった。これらの結果から我々は、同定した分子雲は互いに大きな速度差を持ちながらも、大質量星を含む星団に付随していると結論付けた。W43 における今回の結果は最近報告されている大規模な分子雲衝突による大質量星形成(鳥居他 2014 年秋季年会)と類似しており、W43 に存在する星団は分子雲衝突をトリガーとして形成された可能性が高い。

1. P. Carlhoff et al. 2013
2. J. T. Dempsey et al. 2013

星間 c1 グリシン前駆体の化学進化

鈴木 大輝(総合研究大学院大学天文学専攻 D2)
近年大型干渉計 ALMA によって、最も単純なアミノ酸であるグリシンが星間空間で初検出されることが期待されている。一方でグリシン前駆体と考えられる分子の化学進化の理解は乏しい。前駆体の化学進化を明らかにして将来的なグリシン探査を行う有力な情報を得るためには、実験・理論的に提案されているグリシン前駆体分子を複数の星形成領域で探査し、化学反応ネットワークシミュレーションによる研究との比較を通じて理論的に提案されている分子の進化過程を検証していくことが重要である。実験的・理論的には星間塵の表面で HCN に水素が付加して CH_2NH や CH_3NH_2 が形成され、 CO_2 と CH_3NH_2 が反応してグリシンが形成されると提案されている。しかし、実際の星間空間での化学進化は CH_2NH と CH_3NH_2 の観測例が少ないため理解されてこなかった。そこで私の研究グループでは、これらの前駆体分子 CH_2NH と CH_3NH_2 の多天体探査を行ってきた。その結果、 CH_2NH は 8 つの大型星形成領域で検出され(Suzuki et al.(2015) in prep)、 CH_3NH_2 はそのうちの 2 天体で検出された(Ohishi et al.(2015) in prep)。 CH_2NH の存在量は天体ごとに異なっていた。 CH_2NH が豊富な天体では、電離領域の指標と考えられる水素の再結合線が非常に弱いことから、これらの天体は非常に早期の進化段階にあるという仮説を立てた。講演ではこれまでのグリシン前駆体の観測結果を紹介するとともに上記仮説に至った経緯と、この仮説を検証することの重要性を解説する。また、今後観測で得られた結果を化学反応ネットワークシミュレーションと比較して星間空間のグリシンの化学進化を明らかにしていくためのアイデアと課題を紹介する。

星間 c2 銀河系内ダストの減光を用いた宇宙近赤外線背景放射の絶対値測定

大西 陽介(宇宙科学研究所 D2)

宇宙背景放射は空の明るさから太陽系内、銀河系内の放射を差し引いても、なお残る拡散光のことである。特に可視光から近赤外線にかけた、背景放射の源が何であるかは現在も理解には至っていない。最近浮上した 1 つの候補として、小さな銀河が合体成長する事で、大きな銀河に成長していくことはよく知られているが、その合体の際に、銀河周囲の「ハ

ロー」と呼ばれる領域に星がはじき出され、その星々が宇宙近赤外線背景放射に多く寄与しているとの考え(ハロー-浮遊星説)が最近の観測から有力視されている。

宇宙近赤外線背景放射の明るさの絶対値を測定することによって、その起源がハロー-浮遊星説で説明できるかどうかを確かめることができる。しかしながら、背景放射より 10 倍も明るいと推定される黄道光の差し引き不定性のため、背景放射の絶対値が正確にわかっていない。したがって、黄道光による不定性がない背景放射の測定が今後必要とされる。

そこで私は、銀河系内のダストの減光を用いた背景放射の観測を試みた。これは、銀河系内のダストクラウドを観測し、その周囲のダストがない領域との差を取ることで、ダストに遮られた背景放射を負の信号として検出すると同時に、クラウドより前方にあるような黄道光がキャンセルされるため、黄道光差し引きの不定性に依存しない、背景放射の観測を行うことができる手法である。この手法において重要なことは、銀河系内ダストによって星の光が散乱された銀河系内拡散光をどれだけ精度よく分離できるかである。本講演では、上記した手法における銀河系内拡散光の分離方法と現状得られている宇宙近赤外線背景放射の観測結果について示すものとする。

星間 c3 星形成領域 IRAS01123+6430 の年周視差測定および分子雲衝突の観測的研究

小出 凧人(鹿児島大学 M1)

我々は、ORC(Outer Rotation Curve) プロジェクトの一環として、VERA(VLBI Exploration of Radio Astrometry) による IRAS01123+6430 の VLBI 位置天文観測データの解析を行った。IRAS01123+6430 は銀河系外縁部に属する星形成領域で、赤道座標 $(\alpha, \delta) = (1^{\text{h}}15^{\text{m}}40.8^{\text{s}}, +64^{\circ}46'40.8'')$ 、視線速度 $V_{\text{LSR}} = -55.0[\text{km s}^{-1}]$ に観測された。解析結果から、年周視差は $\varpi = 0.140 \pm 0.015[\text{mas}]$ 、固有運動は $(\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}) = (-0.818 \pm 0.023, 0.321 \pm 0.006)[\text{mas yr}^{-1}]$ 、距離は $D = 7.13 \pm 0.87[\text{kpc}]$ と求められ、銀河中心距離と回転速度は $(R, \Theta) = (13.50 \pm 0.41[\text{kpc}], 222.68 \pm 14.80[\text{km s}^{-1}])$ となった。距離と赤外線フラックス密度から光度は $L_{\text{Bol}} = (3.62 \pm 0.93) \times 10^3 L_{\odot}$ となり、スペクトル型は B1-B2 であると見積もられた。また、FCRAO(Five College Radio Astronomical Observatory)14m ミリ波望遠鏡による銀河系外縁部 $^{12}\text{CO}(J=1-0)$ 輝線サーベイデータから、IRAS01123+6430 の方向に分子雲が速度 $V_{\text{LSR}} = -56.9 \sim -50.4[\text{km s}^{-1}]$ の範囲で存在していることが確認され、距離と視直径から、そのスケールは(銀経方向)×(銀緯方向) = $37.3 \times 49.8[\text{pc}]$ と見積もられた。その分子雲は $V_{\text{LSR}} = -52.8 \sim -50.4[\text{km s}^{-1}]$ に円弧状の構造、 $V_{\text{LSR}} = -56.9 \sim -56.1[\text{km s}^{-1}]$ に速度勾配を持つ直線状の構造を持ち、その中間 $V_{\text{LSR}} = -55.3 \sim -53.7[\text{km s}^{-1}]$ で衝突が起こったと考えられる。

1. Habe, A. & Ohta, K. 1992, PASJ, 44, 203
2. Heyer, M.H., Carpenter, J.M., & Snell, R.L. 2001, Apj, 551, 852
3. Honma, M., et al. 2012, PASJ, 64, 136

星間 c4 「すざく」を用いた大マゼラン雲内超新星残骸 B0532-675 の元素組成の決定

中谷 創平(埼玉大学 理工学研究科 物理機能系専攻 田代・寺田研究室 M2)

数百万度という高温のプラズマからなる超新星残骸 (SNR) は重元素の合成や星間物質のアバンダンスの決定、さらに宇宙の化学進化に関して重要な役割を担っている。そのため、これまでに多くの SNR が観測されてきたが、星間物質による吸収の影響に加え、天体までの距離が不明瞭であるためにプラズマの状態を正確に決定するのは容易ではない。そこで、我々は伴銀河である大マゼラン雲 (LMC) に注目した。LMC は銀河系からの距離が 48 kpc であり、銀河系と Face-on の位置にある。この位置関係のため、銀河による星間吸収が少なく、プラズマのアバンダンスを正確に決定するのに適している。また LMC は重元素量が銀河系の 4 分の 1 程度と少ないことが知られている。重元素は、恒星内部で核融合によって作られた元素が超新星爆発を通して銀河内に供給されているため、LMC アバンダンスを正確に決定することで、より宇宙初期に近い環境下での化学進化を知ることができるかもしれない。

我々は LMC のアバンダンスをより正確に決定するためのサンプルを加える目的で、低バックグラウンド観測が可能なすざく衛星搭載の XIS で観測された B0532-675 のデータ解析を行った。解析の結果、B0532-675 から 0.2 - 3 keV の X 線の放射の存在を確認した。我々は、その放射スペクトルを非平衡電離プラズマモデルでフィッティングすることで、プラズマの O, Ne, Mg, Si, Fe の元素組成比を決定し、その値が Hughes et al. 1998 等で求められている LMC アバンダンスパターンに近いふるまいを示すことを突き止めた。また、B0532-675 は Hughes et al. 1998 d で解析されている SNR よりもフラックスが一桁程度暗い天体であることがわかった。この解析によって、B0532-675 アバンダンスを決定し、LMC アバンダンスを見積もるための暗い天体のサンプルを追加することができた。本講演では、この解析結果について議論する。

星間 c5 Chandra 衛星を用いた Tycho の超新星残骸における衝撃波の解析

岩崎 啓克 (立教大学 M1)

超新星爆発によって放出された物質は星間物質や星間磁場の影響を受けながら $\sim 10^4$ 年に渡って膨張を続ける。これを超新星残骸 (SNR) と呼ぶ。SNR は宇宙線の加速などの物理現象の場であり、高エネルギー天文学の重要な研究対象となっている。Tycho の SNR は 1572 年に地上で観測された Ia 型超新星である。

本研究では、空間分解能の高い米国の Chandra 衛星による X 線観測を用いて、衝撃波のプロパーモーションと X 線スペクトルを求め、同一天体中での膨張速度と X 線放射との関係性を調べることを目的としている。

Chandra 衛星ではこれまでに、2003 年、2007 年、2009 年に Tycho の SNR を X 線撮像検出器 ACIS-I (Advanced CCD Imaging Spectrometer) を用いて観測している。Tycho の SNR の現在の視直径は $\sim 8.5'$ であり、ACIS-I 全体の視野 $16.8'$ に収まっている。

観測された Tycho の SNR の外縁部に沿って、 $25'' \times 25''$ の正方形領域を計 38 個定義した。それぞれの領域について、各観測データの一次元投影を行った。次いで、1 組の投影データを、観測年の若い方をモデルとして χ^2 フィッティングをし、衝撃波の移動距離を求めた。領域ごとの移動距離から、Tycho の SNR における順行衝撃波の速度を場所ごとに求めることができた。今回得られた結果から、衝撃波速度の位置ごとのばらつきが先行研究での値より小さいことが示された。この結果は Tycho の SNR の円形に近い形状とも矛盾しない。

また、Tycho の SNR では、内部のイジェクタと外縁部の衝撃波がはっきりと分かれている。しかし、外縁部の衝撃波の一部からはイジェクタ

と同じ熱的な輝線が見られる。スペクトル解析のため、衝撃波面にはっきりとしたフィラメントが見られ、スペクトルに輝線が現れている領域を選んだ。それぞれの領域で、衝撃波面から前後に幅 $1.5''$ ずつに区切り、衝撃波の前後での X 線スペクトルの変化を求めた。

1. S. Katsuda, R. Petre, J. P. Hughes, U. Hwang, H. Yamaguchi, A. Hayato, K. Mori, and H. Tsunemi, 2010, ApJ, 709, 1387

星間 c6 大マゼラン雲における孤立した中大質量原始星に付随する分子ガス観測

原田 遼平 (大阪府立大学 宇宙物理学研究室 M2)

大質量星のほとんどは巨大分子雲 ($10^5 M_{\odot}$ 以上) の中で形成されると考えられている。しかし、巨大分子雲から大きく離れた場所に存在する孤立した OB 型星は、銀河系においても観測されているがその起源は未だ知られていない。本研究の目的は大マゼラン雲 (Large Magellanic Cloud : LMC) において孤立した若い中大質量原始星に付随する分子ガスの物理的性質と分布を調べることである。

LMC における SAGE Spitzer Legacy program において、我々は 1800 個の原始星をカタログした。原始星となんてんサーベイによって見つけれられた CO ($J = 1-0$) との空間的な一致を調べることによって、CO 分子雲の付随していない、「孤立した」中大質量原始星を 100 個以上同定した。「なんてん」で検出された分子雲から 200 pc 以上離れているという条件の下で、LMC の孤立した大質量原始星方向を Mopra 22m 電波望遠鏡 (beam= $30''$) で高感度観測を行った。その結果、LMC の 4 つの領域で CO ($J = 1-0$) の放射を検出し、そのうち 2 つの領域は原始星のある場所のみで放射が見られた。このことから、これらの原始星に付随している分子雲は 7 pc 以下、 $10^4 M_{\odot}$ 以下の小さな分子雲であることがわかった。さらに、これらを含む 12 個の「孤立した」OB 型星原始星方向の ALMA による CO、連続波観測 (PI: T. Onishi) を行った。 $13\text{CO}(1-0)$, $\text{C}18\text{O}(1-0)$, $\text{CS}(2-1)$, $12\text{CO}(2-1)$, $13\text{CO}(2-1)$, $\text{C}18\text{O}(2-1)$, 100/230GHz 帯連続波、H30, H40 による観測データが現在までに配布された。検出できなかった 2 個を除いて、10 個の原始星の方向に、典型的な質量が数千太陽質量のコンパクトな分子雲が付随していることを確認した。いくつかの分子雲の方向では複雑な速度構造が見られており、それが大質量星の形成につながった可能性も考えられる。

星間 c7 VERA を用いた S76E の年周視差計測

濱畑 秀峰 (鹿児島大学 M2)

光領域のレーザーと同じ原理で電波領域で放射されるものにレーザーがある。レーザーは温度が 400K の比較的高温高密度な領域で励起されるため、ジェットがディスクや周囲のガスと衝突する衝撃波領域で発生すると考えられている。特に水レーザーは、大質量原始星をとりまくガスと、大質量原始星に由来する分子流やジェットとの境界領域に位置すると考えられている。レーザーの増幅は特定の物理条件の領域でのみ起こり、ピーミングにより非等方的に放射され、強く偏波しているという特徴がある。放射領域はサイズが 1AU 程度とコンパクトであり、レーザー源を VLBI の高分解能で観測して固有運動を測定することにより、ジェットの運動やディスクの回転を直接測定することが可能である。そこで我々は VERA を用いて Sharpless76 の水レーザーの VLBI 観測を行った。S76 は *Aquila Rift* 方向、星形成領域に付随している HII 領域である。S76 は様々な分子輝線観測が行われており、2 つの水レーザーがある

ことが知られている。その1つ Sh2-76E はアンモニア輝線でも検出され、温度の局所的な増加が見られる。我々は、この水メーザーを国立天文台 VERA(VLBI Exploration of Radio Astrometry) を用いて 2010 年 12 月から 2011 年 2 月まで計 5 回の VLBI 観測を行った。検出した視線速度 $28 \sim 33 \text{ km/s}$ の水メーザースポットを用いてクエーサーに準拠した位相補償解析を行い、位置を測定した。その結果 $0.430 \pm 0.063 \text{ mas}$ の年周視差を測定することに成功した。これは、 $2.09^{+0.15}_{-0.13} \text{ kpc}$ の距離に対応し、固有運動を含む 3 次元運動についても測定した。

1. T.M.Dame et al. 1984
2. Zinchenko et al. 1994,1997
3. S.Ramirez Alegria et al. 2014

求めると、太陽系の回転速度と 10 km/s 以内で一致した。これは銀河系の回転曲線が銀河中心距離 $R=13 \text{ kpc}$ までフラットであることを示唆する。

1. John M. Carpenter, et al. 2000, ApJS, 130, 381
2. M. J. Reid, et al. 2014, ApJ, 783, 130

星間 c8 VERA を用いた銀河系中心領域の水メーザー源の位置天文観測

酒井 大裕 (国立天文台三鷹 D1)

銀河系中心領域は円盤部とは異なり、円運動から大きく外れた特異な速度構造を示している。この運動の実態を解明する事は、銀河系の中心にある超大質量ブラックホールへのガス供給メカニズムや活動性を理解する上で非常に重要である。我々はこの領域の速度構造をより直接的に理解するために、あらゆる波長帯で最も高い空間分解能を達成可能である VLBI 技術を用いた観測を行った。この領域に付随する水メーザー源の三次元位置を長期間に渡って VLBI で正確に測定する事で、水メーザー源の三次元速度情報を得る事が出来る。領域全体の運動を解明するためには、より多くのメーザー源に対して位置を測定する必要がある。しかしながら、銀河系中心領域は明るいメーザー天体の数が少なく、通常の方法とは異なる観測方法を用いる必要がある。本講演では、我々が既に行った観測結果と、新たに考案したより効果的に銀河系中心領域の観測を行うための新しい観測方法について議論する。

1. J. Binney, et al., MNRAS, 252, 210, (1991)
2. M. Reid, et al., ApJ, 705, 1548, (2009)
3. P. Bhattacharjee, et al., ApJ, 785, 63, (2014)

星間 c9 VERA による星形成領域 G135.28+02.80, G137.07+03.00 の年周視差測定

永野 将之 (鹿児島大学 M1)

我々は VERA を用いて、銀河系内の星形成領域 G135.28+02.80 , G137.07+03.00 の観測を行った。その結果から、それぞれ年周視差 (距離) が $0.160 \pm 0.048 \text{ mas} (6.25^{+2.68}_{-1.44} \text{ kpc})$, $0.171 \pm 0.071 \text{ mas} (5.85^{+4.15}_{-1.72} \text{ kpc})$ で、固有運動が $(\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}) = (-1.23 \pm 0.09, -0.05 \pm 0.08)$, $(\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}) = (-0.55 \pm 0.19, 0.29 \pm 0.17)$ と求めることができた。この結果は、視線速度から求めた運動学的距離と一致し、2 天体の銀河系内での位置を調べると、外縁部の Outer Arm に付随していることが分かった。

また、同方向の大質量星形成領域 W3(OH) との位置関係を調べると天球面上で 4 度以内にあるのに対し、興行きは 4 kpc ほど距離に差があり、異なった Arm に付随していると分かった。

さらに、測定した距離と固有運動を用いて、2 天体の銀河回転速度を