

NuSTAR hard X-ray observations of the merging cluster of galaxies RX J1347.5–1145

Mio Shibata

Nara Women's University Department of Physics, email:mio_astro@yahoo.co.jp

Naomi Ota (corresponding author)

Nara Women's University Department of Physics, email:naomi@cc.nara-wu.ac.jp

概要

Mergers of galaxy clusters are the most energetic events in the Universe after the Big Bang and strongly affect the cluster structure. Aiming for understanding the nature of intracluster medium in a violent merger, we observed one of the most X-ray luminous clusters, RX J1347.5-1145 ($z = 0.45$) with the NuSTAR satellite.

First, to estimate the background accurately, we simulated the background considering the position dependence of each component including the aperture component of the telescope. Second, based on the image analysis, the surface brightness distributions for two different regions were examined. Thirdly, we fit the energy spectra assuming three models for the excess component in the north east region, i.e., thermal emission, non-thermal emission, or thermal emission + non-thermal emission.

Based on the hard X-ray imaging and spectral analyses, we obtained the two major results. First, we detected the spatially-extended hard X-ray emission from the cluster for the first time. Second, we confirmed the presence of extremely hot gas with $19.6_{-1.9, -1.2}^{+2.3, +1.7}$ keV in the south-east region with the high accuracy. Also, we found the 3σ upper limit on the non-thermal flux, 7×10^{-13} erg/cm²/s in the 12–60 keV band. Combining the limit with the observation of the mini halo at 1.4 GHz, we obtained the lower limit of the cluster magnetic field to be $0.05 \mu\text{G}$.

Keywords: cosmology, X-rays, cluster of galaxies, intracluster medium

1. 銀河団進化の観測的研究

現在の宇宙の物質は均一ではなく、星や銀河をはじめとした様々なスケールの構造を持ちながら存在している。さらに銀河や銀河団が網目の様に連なって大規模構造を形作る。それらがどの様に現在の宇宙の姿に進化してきたのかを明らかにすることは、宇宙物理学の大きな目標の一つである。特に銀河団は自己重力系にある宇宙最大の天体であり、宇宙全体の性質と関連深い。よって、宇宙の構造形成の手がかりを得る方法の一つとして、銀河団進化の観測が注目されている。

標準的な宇宙論では、小さなスケールの天体が衝突合体を繰り返して大きな天体へ進化してきたと考えられている。銀河団同士の衝突合体における衝突速度は、数千 km/s におよび、その運動エネルギーは、銀河団中のガスの激しい加熱や粒子の加速に使われる。しかし、このような銀河団の成長に伴うガスの高エネルギー現象はまだ十分に理解できていない。

一般に、銀河団は、銀河、高温ガス、ダークマターの3成分で構成され、その質量比はおおよそ 2 : 13 : 85 である。本研究では、このうち高温ガスに着目した。高温ガスは、希薄で温度が約千万 K であることからX線を放射している。主な放射過程は、熱制動放射や輝線放射な

どの熱的放射である。さらに、相対論的電子がガス中に含まれているとき、宇宙マイクロ波背景放射の光子との相互作用から硬X線領域に逆コンプトン放射が生じるはずである。実際に複数の衝突銀河団からシンクロトン放射が電波で観測されており、相対論的電子の存在が裏付けられている [1]。しかし、熱的な放射が支配的であり、これまでに非熱的なX線放射の明確な検出はされていない。

衝突銀河団の硬X線放射の起源を調査することは、銀河団の成長に伴うガスの加熱や加速のプロセスの理解に繋がるため重要である。本研究で注目するRX J1347.5–1145 銀河団 ($z = 0.45$) は、X線光度が約 2×10^{46} erg/s [2] と、X線で最も明るい衝突銀河団の一つである。これまでの電波観測やX線観測から、銀河団の南東領域に 20 keV (~ 2 億度) を超える超高温ガスが見つかり、衝突して間もない系であることが示唆された [3][4]。加えて、すざく衛星の広帯域X線スペクトルは、約 25 keV の超高温を含む熱的放射で説明できる一方、顕著な非熱的放射は見られなかった [5]。そこで、RX J1347.5–1145 銀河団のガスの性質により強い制限を課すことを目的として、硬X線に対する高い感度と撮像能力を持つ NuSTAR 衛星による観測を行った。

NuSTAR は、2つの光学系と2つの検出器 Focal Plane Module A, B (FPMA, FPMB) を搭載した X 線天文衛星である [6]. この衛星は他の衛星と比較して硬 X 線の感度がよく、硬 X 線の撮像機能を有した初めての衛星である. 一方で、検出器と光学系の間が開いた構造であるため、迷光の影響を受けやすく、特に微弱な放射を検出するためには、綿密なバックグラウンド評価が必要である.

以下、宇宙論パラメータは、 $\Omega_M = 0.27$, $\Omega_\Lambda = 0.73$, $H_0 = 70 \text{ kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ を用いた. また、特に断りがない時、誤差は 90% の信頼区間を引用する.

2. 観測とデータリダクション

本研究では、NuSTAR のデータと Chandra 衛星のデータを用いた. それらの観測ログを、表 1 に示す. まず NuSTAR の calibration database は version 20211020 を用いた. データのリダクションには、HEASoft version 6.28 の nupipeline を使用した. その際、取得したデータから高いバックグラウンドを検出する期間を除去するために、saamode=STRICT, tentacle=yes と設定して望遠鏡が南大西洋異常帯を通過するタイミングを識別した. その結果、正味の観測時間は、102 ksec となった. 図 1 は、obsid=70301001002, 検出器 FPMA の、3–8 keV, 8–15 keV, 15–30 keV, 30–78 keV の X 線イメージである. ここで、シミュレーションにより推定したバックグラウンド (§3.2) を差し引いたこれらのイメージから、3–8 keV, 8–15 keV, 15–30 keV では、銀河団放射が point spread function (PSF) 以上に広がっていることを確認した. 特に、10 keV 以上で数分角の空間的に広がった銀河団放射を捉えたのは、今回が初めてである.

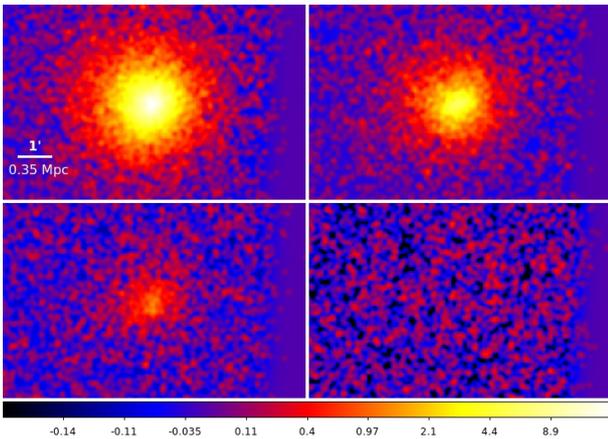


図 1: NuSTAR 衛星 FPMA の RX J1347.5–1145 銀河団 (obsID: 70301001002) のイメージ. 左上, 右上, 左下, 右下はそれぞれは 3–8 keV, 8–15 keV, 15–30 keV, 30–78 keV の X 線イメージである. $\sigma = 4''$ のガウシアンでスムージングした. 白のスケールバーは、 $1' = 0.35 \text{ Mpc}$, カラースケールは counts/pixel を示す.

次に、Chandra の calibration database は、version 4.96 を用いた. データのリダクションには、CIAO ver-

sion 4.13 を使用した.

3. 解析方法

本解析では、RX J1347.5–1145 銀河団の硬 X 線放射由来を調査することを目的とする. 微弱な硬 X 線の放射由来を調査するためには、硬 X 線の高感度な観測に加えて、精度の良いバックグラウンドの差し引きや銀河団の放射スペクトルの詳細なモデル化が重要となる.

3.1. 解析領域

図 2 は、NuSTAR の obsid=70301001002, 検出器 FPMA の 3–78 keV のイメージである. 緑の点線の 3 つの円をバックグラウンド領域、白の円を銀河団領域と定義した. 銀河団領域の中心は、より高い空間分解能を持つ Chandra 衛星から得られた X 線放射ピーク (13:47:30.6, $-11:45:09.3$) [5] を引用した. また、銀河団領域の半径 $r = 1.2 \text{ Mpc}$ (198'') は、A) 銀河団の放射+バックグラウンドの輝度分布と B) シミュレーションしたバックグラウンドの輝度分布を作成して、A) と B) が 1σ の統計誤差で一致する範囲から決めた.

さらに、銀河団領域を図 2 のように 1/4 円, 3/4 円に分け、SE 領域、それ以外を NW 領域と呼ぶ. 特に、過去の研究から超高温成分の存在が指摘されている領域を SE 領域とした. 一方、NW 領域を銀河団全体の平均的な成分を求めるのに用いた.

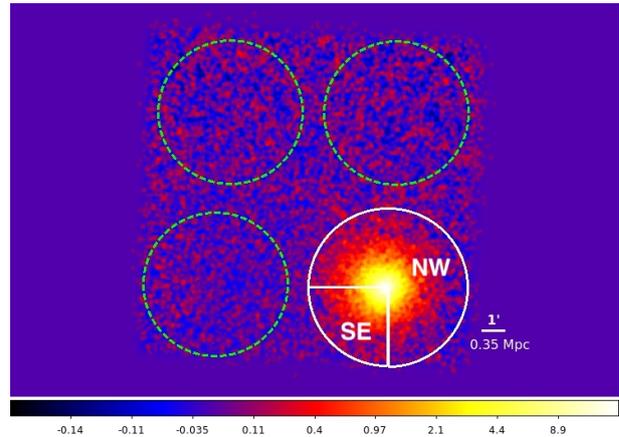


図 2: NuSTAR 衛星 FPMA の RX J1347.5–1145 銀河団 (obsID: 70301001002) の 3–8 keV のイメージ. $\sigma = 4''$ のガウシアンでスムージングした. スケールバーは、 $1' = 0.35 \text{ Mpc}$ を示す. バックグラウンドのシミュレーションに用いた領域を、緑の点線の円で示す. また、銀河団領域を白の円で示し、SE 領域と NW 領域を方位角 $\frac{\pi}{2}$, $\frac{3\pi}{2}$ に分けた. カラースケールは counts/pixel を示す.

3.2. バックグラウンド推定

まず NuSTAR 衛星の全バックグラウンド $B_d(E, x, y)$ は、4 つの成分

- 機器成分 $I_d(E)$
- アパーチャー成分 $A_d(E, x, y)$

表 1: NuSTAR と Chandra による RX J1347.5–1145 の観測ログ

衛星	Obs-ID	Obs-Date	RA	Dec	正味の観測時間 [ksec]
NuSTAR	70301001002	2018-03-07	13:47:39.3	-11:41:43	102
Chandra	3592	2003-09-03	13:47:31.0	-11:45:13	58

- 散乱・反射成分 $S_d(E)$
- fCXB 成分 $f_d(E, x, y)$

から成り,

$$B_d(E, x, y) = I_d(E) + A_d(E, x, y) + S_d(E) + f_d(E, x, y) \quad (1)$$

と記述できる [7]. E はエネルギー (keV), x, y は検出器 d 平面上の座標が与えられる. 次に NuSTAR 衛星の光学系と検出器の間が開いた構造により, 各バックグラウンド成分が場所依存性を持つ. 今回の様に微弱な硬 X 線放射を検出する場合, これらの場所依存性が無視できない. 以上より, バックグラウンド領域のスペクトルをモデル化し, 各バックグラウンド成分の場所依存性を考慮して, 銀河団領域に外挿した.

銀河団領域に対する, バックグラウンドを見積もるため, バックグラウンド領域 (§3.1) のスペクトルを入力情報として, Wik 氏らの開発した nuskybgd [7] というソフトウェアでシミュレーションを実行した. nuskybgd のシミュレーションでは, まずバックグラウンド領域のスペクトルをモデル化する. 次に, 各バックグラウンド成分を場所依存性を考慮して, 銀河団領域に外挿する. 図 3 は, バックグラウンド領域のスペクトルを, バックグラウンドモデルでフィットした結果である.

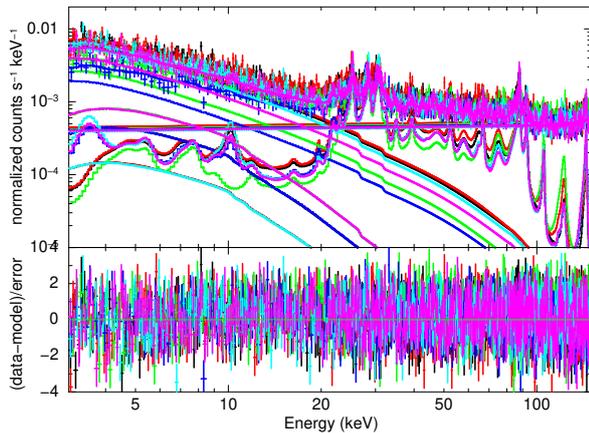


図 3: バックグラウンドスペクトルのモデルフィットの結果. 色の違いは, 解析領域の違いを示す. 黒, 赤, 緑は FPMA の観測データ, 青, 水色, 紫は FPMB の観測データ. 実線は, バックグラウンドの各成分と全成分を足し合わせたモデルを示す. 下のパネルは残差を示す.

3.3. SE 領域の超過成分の有無の調査

銀河団領域の中心と同じ座標 (13:47:30.6, -11:45:09.3) を中心として, SE 領域と NW 領域の銀河団放射の表面輝度の半径分布を作成し, 両者の比較から超過成分の有無を探った.

3.4. 銀河団スペクトルのモデル化

RX J1347.5–1145 銀河団の南東領域の放射由来を調査するために, (SE 領域の放射) = (銀河団の平均成分) + (SE 領域の超過成分) であるとして, 以下のスペクトル解析を行った.

1. Chandra 衛星の NW 領域のスペクトルを銀河団の平均成分でモデルフィット.
2. NuSTAR 衛星の SE 領域と Chandra 衛星のスペクトルを, 銀河団の平均成分 + SE 領域の超過成分でモデルフィット.

銀河団の平均成分のモデル化

[5] と同様の方法に従い, Chandra 衛星のデータを用いて NW 領域のスペクトルを銀河団全体の平均成分でモデルフィットした. Chandra 衛星を用いた理由は, Chandra 衛星は角分解能がよく, 半径依存性を考慮して平均成分をモデルフィットできるからである.

RX J1347.5–1145 銀河団は cool core もつこと [2] などから, 平均成分といってもその温度構造は複雑であるため, 半径依存性を考慮する必要がある. この時, 観測データ (2次元の空に投影されたもの) から, 3次元分布を求めるために, 以下の様に Deprojection 解析手法を用いた. まず, SE 領域の象限を除いた, 3/4 円を半径 $0'' - 4''$, $4'' - 8''$, $8'' - 24''$, $24'' - 56''$, $56'' - 120''$, $120'' - 300''$ の, 6つのリング状に分けて, それぞれスペクトルを抽出した. 抽出した各スペクトルは, 視線方向の各半径からの放射の寄与を視線方向にそって足し合わせたものである. 次に, 温度分布が球対称であると仮定して6つの領域のスペクトルを同時フィットすることで, 3次元分布を得た. この補正には, 解析ソフト XSPEC の `project×phabs×APEC` モデル [8] を用いた. このとき, 赤方偏移と水素の柱密度は, $z = 0.451$, $N_H = 4.85 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ [9] に固定した. また, 重元素量の勾配は不定性が大きいため, 全領域が一様であると仮定した. その結果得られた銀河団の平均成分を, 以下 6APEC モデルと呼ぶ.

超過成分のモデル化

SE 領域の全放射が銀河団の平均成分と超過成分の足し合わされたもので与えられると仮定して, Chandra 衛星と NuSTAR 衛星の SE 領域のスペクトルを同時フィットした. このとき, 超過成分は, 熱的放射, 非熱的放射または両方からなるとそれぞれ仮定し, 以下の3種類のモデルを用いた.

- (銀河団の平均成分)+(1 温度の熱的放射) モデル

6APEC+phabs×APEC

- (銀河団の平均成分)+(非熱的放射) モデル

6APEC+phabs×power-law

- (銀河団の平均成分)+(1 温度の熱的放射) + (非熱的放射) モデル

6APEC+phabs×(APEC+power-law)

このとき、赤方偏移と水素の柱密度は上述の通り、重元素量は銀河団平均成分の値に固定した。

4. 結果

この章では、§3の解析方法に従って得られた主な結果を示す。SE 領域の超過成分の有無について §4.1, 銀河団スペクトル解析の結果について §4.2に示す。

4.1. SE 領域の超過成分の有無について

NuSTAR 衛星のデータ (obsID: 70301001002) の 3–8 keV, 8–15 keV, 15–30 keV バンドの X線輝度の半径分布を図4に示す。硬X線でも、南東領域で超過が見られることがわかった。輝度分布より、3–8 keV, 8–15 keV, 15–30 keV バンドそれぞれ、半径約 10'' – 150'', 約 20'' – 80'', 約 10'' – 50'' の範囲において、SE 領域では、NW 領域より 1σ の統計誤差の範囲を超えて輝度の超過がみられる。その輝度比は、約 1.2 – 1.8 である。

4.2. スペクトル解析

銀河団の平均成分+ 1 温度の熱的放射モデル

Chandra の 0.5-7 keV の SE 領域, NuSTAR の 3-20 keV の SE 領域のスペクトルを、銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射モデルで同時フィットした。その結果得られたパラメータを表 2に示す。超高温ガスの温度は、 $19.6^{+2.3,+1.7}_{-1.9,-1.2}$ keV と求められた。また、超高温成分の光度は、12–60 keV で、 $6.91^{+0.23,+0.13}_{-0.23,-0.02} \times 10^{44}$ ergs/s と求められた。モデルフィットしたスペクトルを図5に示す。このとき、 C statistic/d.o.f. は、1366.38/1290 となった。

銀河団の平均成分+非熱的放射モデル

Chandra の 0.5-7 keV の SE 領域, NuSTAR の 3-20 keV の SE 領域のスペクトルを、銀河団の平均成分+非熱的放射モデルで同時フィットした。その結果得られたパラメータを表 2に示す。非熱的放射モデルのべきは $\Gamma = 1.600^{+0.033,+0.010}_{-0.033,-0.002}$ と求められた。モデルフィットしたスペクトルを図5に示す。このとき、 C statistic/d.o.f. は、1430.88/1290 となった。

銀河団の平均成分+ 1 温度の熱的放射+非熱的放射モデル

Chandra の 0.5-7 keV の SE 領域, NuSTAR の 3-20 keV の SE 領域のスペクトルを、銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射+非熱的放射モデルで同時フィットした。その結果得られたパラメータを表 2に示す。なお、非熱的放射モデルの Γ の不定性が大きかったため、1.5 あるいは 2 に固定した。その結果得られたパラメータ

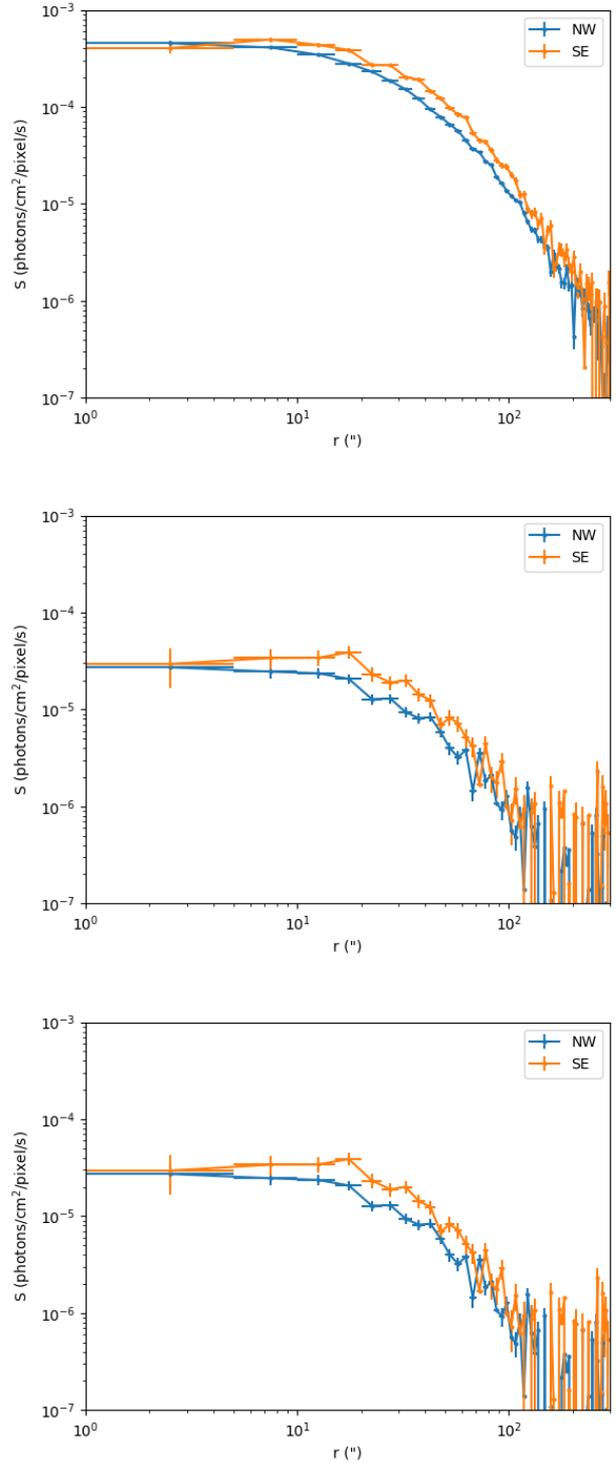


図 4: NuSTAR FPMA, FPMB の RX J1347.5–1145 の輝度分布。上から 3–8 keV, 8–15 keV, 15–30 keV の輝度分布である。NW 領域を青, SE 領域をオレンジでプロットしている。エラーバーは 1σ の統計誤差を示す。

の値を表 2に示す。熱的な放射が支配的で、非熱的な放射は有意ではない。

非熱的フラックスの 3σ 上限値は、 $\Gamma=1.5$ の場合 7×10^{-13} erg/s/cm², $\Gamma=2$ の場合 6×10^{-14} erg/s/cm²

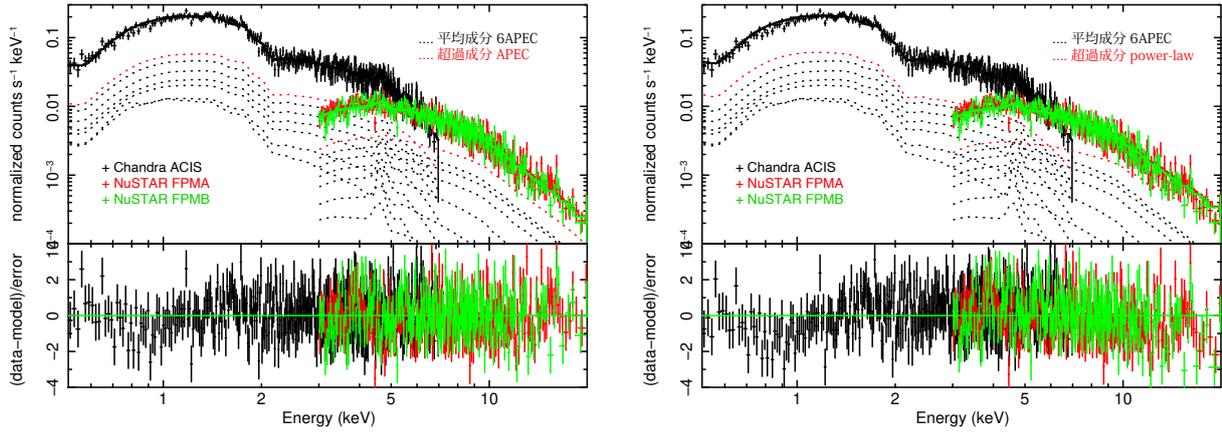


図 5: NuSTAR 衛星 (3–20 keV) と Chandra 衛星 (0.5–7 keV) のスペクトル。左図は、銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射モデル、上の右図は、銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射モデルをフィットした結果である。黒は Chandra の ACIS-I, 赤は NuSTAR の FPMA, 緑は NuSTAR の FPMB の観測データを示す。破線はモデルの各成分、黒色が平均成分、赤色が超過成分を示す。横軸はエネルギー、縦軸はX線放射強度を示す。下のパネルは残差を示す。

と求まった。 C statistic/d.o.f. は、 $\Gamma=1.5$ の場合 1366.47/1289, $\Gamma=2$ の場合 1366.57/1289 となった。ここで、 1σ 誤差は、統計誤差とバックグラウンドの系統誤差を伝搬して求めた。

5. 議論

この章では、§4に示した結果に基づき、RX J1347.5–1145 の放射由来について §5.1, 銀河団磁場について §5.2で述べる。

5.1. 銀河団の放射由来について

まず、NuSTAR 衛星の硬X線データから作成したSE領域とNW領域の輝度分布の比較から、SE領域に超過成分があることを確認した。これは、[5]のChandra衛星の軟X線の輝度分布の結果と矛盾がない。

次に、この超過成分の由来を調査した。SE領域の超過成分は熱的放射で説明でき、有意な非熱的放射は見られなかった。南東領域の超高温成分のガス温度は、銀河団の平均成分+1温度の熱的放射モデルのフィットの結果より、 $19.6_{-1.9, -1.2}^{+2.3, +1.7}$ keVと求まった。これは、[5]のすざく衛星の結果 $25.3_{-4.5, -9.5}^{+6.1, +6.9}$ keVと矛盾しない。また、銀河団の平均成分+1温度の熱的放射+非熱的放射モデルのフィット結果より、12-60 keVの非熱的フラックスの 3σ 上限値は、 7×10^{-13} erg/s/cm²と求まった。これは、[5]のすざく衛星の結果 8×10^{-12} erg/s/cm²と比較して、より厳しい上限値である。これは、衝突速度が数千 km/sで銀河団が衝突し、ガスの一部が圧縮されて加熱が起きたという説(ショック加熱説)[13][4][5]で説明できる。[10]より、数億度のガスが生まれて消えていくまでの寿命は0.5 Gyrである。これは、宇宙年齢と比較すると短い。よって今回の結果は、銀河団衝突を経験してからまもない段階 < 0.5 Gyrにあると言える。

このシナリオは、多波長観測の結果とも矛盾がなく、

元々は二つの大きな銀河団であったと考えるのが自然である。

5.2. 銀河団磁場について

非熱的硬X線放射は、相対論的電子が、宇宙マイクロ波背景(CMB)光子を逆コンプトン散乱でエネルギーを叩き上げることによって生じる。この時、同じ電子集団が、シンクロトロン放射で電波を放出する場合を考えると、観測されたシンクロトロン放射と逆コンプトン放射のフラックス密度の比は、磁場密度とCMBの密度に等しく、磁場強度 B を見積もることができる。

シンクロトロン放射のエネルギー放射率を P_{syn} 、逆コンプトン放射のエネルギー放射率を P_{IC} 、CMB光子の密度を U_{CMB} 、磁場密度を U_B とすると、

$$P_{syn}/P_{IC} = U_B/U_{CMB} \quad (2)$$

が成り立つ。ただし、 P は全放射を表しており、実際に観測で得られた波長帯におけるデータを用いる場合に式2は適用できず、以下の式3[11]、式4[11]を用いる。

$$\frac{dW_{syn}}{d\nu_{syn} dt} = \frac{4\pi N_0 e^3 B^{(p+1)/2}}{m_e c^2} \left(\frac{3e}{4\pi m_e c} \right)^{-(p-1)/2} a(p) \nu_{syn}^{-(p-1)/2} \quad (3)$$

$$\frac{dW_{IC}}{d\nu_{IC} dt} = \frac{8\pi^2 r_0^2}{c^2} h^{-(p+3)/2} N_0 (k_B T_{CMB})^{(p+5)/2} F(p) \nu_{IC}^{-(p-1)/2} \quad (4)$$

ここで、 N_0 と p は γ を電子のローレンツファクターとした時の電子分布($N(\gamma) = N_0 \gamma^{-p}$)の規格化定数と指数である。 h はプランク定数、 $T_{CMB} = 2.73(1+z)$ KはCMB温度、 c は光速、 k_B はボルツマン定数、 m_e は電子の質量、 r_0 は古典電子半径、 e は素電荷、 $a(p)$ 、 $F(p)$ は以下の通りである。

$$a(p) = \frac{2^{(p-1)/2} \sqrt{3} \Gamma\left(\frac{3p-1}{12}\right) \Gamma\left(\frac{p+5}{4}\right)}{8\pi^{1/2} (p+1) \Gamma\left(\frac{p+7}{4}\right)} \quad (5)$$

表 2: 銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射モデル (6APEC+APEC), 銀河団の平均成分+非熱的放射モデル (6APEC+PL), 銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射+非熱的放射モデル (6APEC+APEC+PL) モデルで得られたベストフィットパラメータ

model	熱的放射モデル		非熱的放射モデル		C statistic/d.o.f.
	kT [keV]	$norm$	Γ	$norm$	
6APEC+APEC	$19.6^{+2.3,+1.7}_{-1.9,-1.2}$	$1.494^{+0.049,+0.029}_{-0.049,-0.005} \times 10^{-3}$	-	-	1366.38/1290
6APEC+PL	-	-	$1.600^{+0.033,+0.010}_{-0.033,-0.002}$	$2.10^{+0.11}_{-0.10} \times 10^{-4}$	1430.88/1290
6APEC+APEC+PL	$19.6^{+2.3,+1.4}_{-2.7}$	$1.500^{+0.046,+0.013}_{-0.27} \times 10^{-3}$	1.5(固定)	$< 4 \times 10^{-5}$	1366.47/1289
	$19.6^{+2.4,+0.9}_{-1.9}$	$1.500^{+0.0049,+0.0067}_{-0.099,-0.007} \times 10^{-3}$	2(固定)	$< 2 \times 10^{-5}$	1366.57/1289
	$19.7^{+2.3}_{-1.9}$	$1.500^{+0.049}_{-0.049} \times 10^{-3}$	12 < 45	$< 3 \times 10^{-5}$	1365.93/1288

熱的放射モデルの $norm$ は, $10^{-14} \int n_e n_H dV / (4\pi D_A^2 (1+z)^2) \text{ cm}^{-5}$ で与えられる.
 非熱的放射モデルの $norm$ は, photons/keV/cm² at 1 keV で与えられる.

$$F(p) = \frac{2p+3(p^2+4p+11)}{(p+3)^2(p+5)(p+1)} \Gamma\left(\frac{p+5}{2}\right) \zeta\left(\frac{p+5}{2}\right) \quad (6)$$

銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射+非熱的放射モデル ($\Gamma = 1.5$) のフィット結果より, 逆コンプトン放射のエネルギーが 12 keV ($\nu_{IC} = 2.9 \times 10^{18} (1+z)^{-1} \text{ Hz}$) の電子に対する非熱的硬 X 線フラックス密度の上限値は, $S_{IC} < 0.006 \mu\text{Jy}$ である. 同様に, [12] より, Very Large Array より, 500 kpc に及ぶ電波放射が観測されており, $\nu_{syn} = 1.4(1+z)^{-1} \text{ GHz}$ において, $S_{syn} = 25 \text{ mJy}$ と推定された. これらの観測結果と, 式 3, 式 4 を組み合わせると $p = 2\Gamma - 1 = 2$ において, ICM の磁場強度の下限値は $0.05 \mu\text{G}$ と見積もられる. また, $\Gamma = 2$ の時, ICM の磁場強度の下限値は $0.8 \mu\text{G}$ となる.

この様に, 硬 X 線に対する感度が上がったにもかかわらず, 有意な非熱的成分が検出されなかったことは, 磁場が強くて, 多くの相対論的電子が, 宇宙マイクロ波背景放射の光子ではなく磁場と相互作用したと考えられる.

6. まとめ

本研究では, 遠方の衝突銀河団 RX J1347.5-1145 銀河団を観測対象として, 銀河団の硬 X 線の放射由来を調査すること目的とした. これは, 銀河団の進化に伴うガスの加熱や加速のプロセスの理解に繋がる. 微弱な硬 X 線の放射由来を調査するためには, 硬 X 線の高感度な観測に加えて, 精度の良いバックグラウンドの差し引きや, 銀河団の放射スペクトルの詳細な解析が重要となる.

そこで, RX J1347.5-1145 銀河団のガスの性質により強い制限を課すことを目指して, 硬 X 線に対する高い感度と撮像能力を持つ NuSTAR 衛星を用いた観測を行った. 一方で NuSTAR 衛星は, 検出器全体で不均一なバックグラウンドの強度分布を生じる. そのため, 銀河団領域のバックグラウンドは, 望遠鏡のアパーチャー成分をはじめとした各成分の位置依存性を考慮するため, nuskybgd[7] によるシミュレーションから推定した. これに基づいて, 10 keV 以上で数分角の空間的に広がった銀河団放射を, 今回初めて捉えた. 次に, 輝度分布から, 銀河団の SE 領域で超過がみられることを確認した. これは, [5] の Chandra 衛星の軟 X 線の輝度分布の結果とも矛盾がなく理解することができる.

次に, 銀河団の SE 領域の超過成分の由来を調べるために, NuSTAR 衛星および Chandra 衛星のスペクトルに対して 3 つのモデル, 1) 銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射モデル, 2) 銀河団の平均成分+非熱的放射モデル, 3) 銀河団の平均成分+1 温度の熱的放射+非熱的放射モデルを当てはめた. その結果, 南東領域の超過成分は, $19.6^{+2.3,+1.7}_{-1.9,-1.2} \text{ keV}$ の熱的放射モデルで説明できた. この結果は, 銀河団同士の激しい衝突による, ショック加熱説 [4][5][13] を支持する. 一方で有意な非熱的放射はみられず, $12 - 60 \text{ keV}$ の非熱的フラックスの $7 \times 10^{-13} \text{ erg/s/cm}^2$ を得た. 最後に, これらの結果と 1.4 GHz の電波ミニハローの観測結果 [12] より, 銀河団の磁場強度の下限値 $0.05 \mu\text{G}$ を得た. これらは, すぎく衛星の観測結果 [5] とも矛盾しない. 以上の様に, 熱的・比熱的両成分について測定精度を向上することが出来た.

本文章は, 修士論文 (柴田実桜 2023 年 2 月) に基づいて作成した. より詳細な内容は学術論文 (Shibata et al. in prep) にて報告する予定である.

謝辞

本研究を進めるにあたり, 北山哲氏 (東邦大学), 小松英一郎氏 (Max Planck Institute for Astrophysics), 赤堀卓也氏 (Netherlands Institute for Space Research), 永吉賢一郎氏 (Netherlands Institute for Space Research), 上田周太郎氏 (Institute of Astronomy and Astrophysics, Academia Sinica) にご助言を頂いた. また, 国立天文台の the Astronomy Data Center (ADC) が運用する多波長データ解析システムを利用した.

参考文献

- [1] R.J. van Weeren, et al. 2019, SSR, 215, 16
- [2] Schindler S., et al. 1997, A&A, 317, 646
- [3] Kitayama T., et al. 2004, PASJ, 56, 17
- [4] Ueda S., et al. 2018, ApJ, 866, 48
- [5] Ota N., et al. 2008, A&A, 491, 363
- [6] Harrison F., et al. 2013, ApJ, 770, 103
- [7] Wik D., et al. 2014, ApJ, 792, 48
- [8] Keith A, Craig G & Ben D., 2020, An X-Ray Spectral Fitting Package Users' Guide for version 12.13.1
- [9] Dickey J., Lockman F., 1990, ARA&A, 28, 215

- [10] Takizawa, M. 1999, ApJ, Vol. 520, 514
- [11] Blumenthal, G. R., & Gould, R. J. 1970, Rev. Mod. Phys, 42, 237
- [12] Gitti M., et al. 2007, A&A, Vol. 475, 441
- [13] Kitayama T., et al. 2016, PASJ, 68, 88