

AWM7 銀河団外縁部の高温ガスの重元素分布と星形成史

横田 佳奈 (東京理科大学大学院 理学研究科)

Abstract

本研究では X 線天文衛星「すざく」を用いて観測した AWM7 銀河団の X 線強度中心から銀河団の勢力範囲であるヴィリアル半径までの AWM7 銀河団の高温ガスの温度、ガスに含まれる鉄の量、鉄質量と銀河団を構成する銀河光度の比について調べた。AWM7 銀河団のガスは銀河が連なるフィラメント方向へ延びていることが示唆された。鉄質量と銀河光度比から現在の Ia 型超新星発生率では賄えないほど鉄が存在しているため鉄は過去に大量に合成されたこと、またその比が半径に従い大きくなるため鉄は現在銀河より相対的に広がって分布していることがわかった。また Sato et al. (2008) の結果で Ia 型と II 型両方の超新星爆発で合成されるケイ素と鉄の比が一定なことから、求められた爆発回数比 Ia 型:II 型=1:3 を仮定し鉄の質量から爆発回数が Ia 型約 140 億回、II 型約 420 億回であることがわかった。また他の銀河団との比較により、どの銀河団でもこれまで同じような過程で鉄を合成してきたと考えられた。

1 はじめに

現在我々の身のまわりにある炭素より重い元素(重元素)は、ビッグバンでは合成されず、星の内部で合成され、超新星爆発によって宇宙空間にばらまかれた。

超新星爆発は大きく分けて 2 種類ある。一つは Ia 型超新星で鉄などの多くの元素を供給する。もう一つは II 型超新星で主に酸素などの比較的軽い元素を供給する。このような超新星の種類により合成される元素の組成比が決まるので、宇宙にどのような元素がどれだけ存在するのかが分かれば、Ia 型と II 型の割合など、どのような超新星爆発がどれだけ起こったのか、どのような星がどれだけ生まれて死んでいったのかを考えることができる。

銀河団とは、銀河が数百から数千個集まったものであり、宇宙年齢(約 137 億年)をかけて成長し重力的に束縛されている宇宙最大の天体で、宇宙で合成されてきた重元素の多くを閉じ込めていると考えられている。つまり、銀河団の重元素を考えると、宇宙全体の重元素、またその重元素を合成した星の形成史を考えることができる。

また、銀河団の高温ガスからは X 線が放射されている。銀河団の高温ガスからの熱放射が X 線で観測される。放射されるエネルギースペクトルは、熱制動放射と輝線スペクトルからなる。高階電離した元

素のイオンに束縛された電子のエネルギー遷移による輝線からガスに含まれる重元素量を調べることができる。

AWM7 銀河団は、全天でも X 線で屈指の明るさで、東西に連なる Perseus-Pisces 超銀河団に所属し、中心に cD 銀河 NGC1129 を持つ。図 1 は X 線天文衛星「すざく」による AWM7 銀河団の X 線画像であり、中心から東西方向におよそ 0.3 ヴィリアル半径までの観測が Sato et al. (2008) で行われ報告された。ヴィリアル半径とは銀河団の勢力範囲である。

本研究では、ハッブル定数 $H_0=70$ km/s/Mpc、宇宙定数 $\Omega_\Lambda = 1 - \Omega_M = 0.73$ 、赤方偏移は $z=0.01724$ で、 $l'=21$ kpc、Markevitch et al. (1998) より銀河団の平均温度から求めたヴィリアル半径 $r_{180}=1.65$ Mpc($79'$)、銀河の水素柱密度は $N_H = 9.83 \times 10^{20}/\text{cm}^2$ (Dickey & Lockman 1990)、太陽組成は Anders & Grevesse (1989) の太陽の光球から求めた値を用いている。また、誤差は全て 90 % 統計誤差で表している。

2 「すざく」衛星による観測と解析

日本の 5 番目の X 線天文衛星「すざく」で観測されたデータを用いて解析を行った。低く安定したバックグラウンドのため、銀河団ヴィリアル半径までの

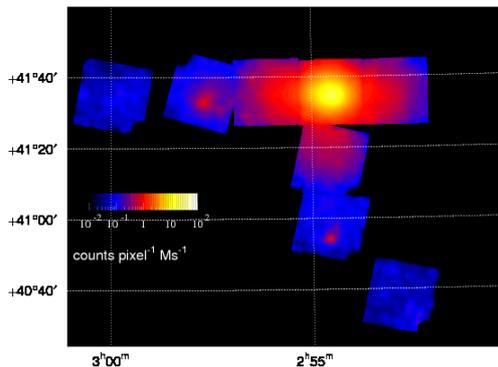


図 1: X 線天文衛星「すざく」XIS による AWM7 の全観測領域の 0.5-2keV の X 線画像 (平滑化するガウシアンフィルタのパラメータは 4σ 、非 X 線バックグラウンドと exposure 補正をしてある)

X 線で暗い領域までの観測が可能となった。本研究では、検出器は X 線 CCD カメラ XIS のデータのみ扱っている。

図 1 は X 線天文衛星「すざく」による AWM7 銀河団の X 線画像である。東、南 3 ポインティング (0.025- $1r_{180}$)、中心 (0-0.025 r_{180})、西 (0.025-0.3 r_{180}) の合計 8 ポインティング、合計約 400ksec の観測である。

銀河団ガスの成分は光学的に薄いプラズマからの放射モデルである APEC コード (Smith et al. 2001) で表し、我々の銀河系の冷たいガスによる吸収 (phabs モデル)、宇宙 X 線背景放射 (powerlaw) を用いてスペクトルを再現した。図 2 のようになり、それぞれの線は観測したい銀河団の高温ガス、我々の銀河系からの放射、宇宙 X 線背景放射を表し、検出器のノイズなどの非 X 線イベントは除いている。

また、得られた鉄のアバundanceと銀河団ガスの X 線強度から銀河団ガスの電子数密度を求め、銀河団ガスに含まれる鉄の質量を計算した。

得られた温度と鉄のアバundanceの半径分布とその半径での電子数密度を図 3 に示す。

3 解析結果

3.1 温度・鉄の量・電子数密度の半径分布

鉄は水素との比 (abundance) を太陽の組成を単位として solar で表す。図 3 はスペクトルフィットが

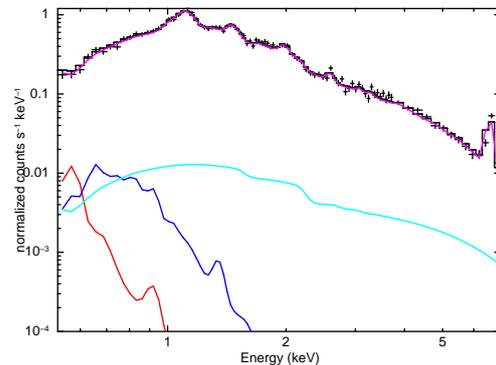


図 2: 中心から半径 $2'$ までの領域で XIS1 で観測された X 線スペクトル。黒の十字がデータ点で、マゼンタが観測したい銀河団の高温ガス)、赤と青が我々の銀河系からの放射、水色が宇宙 X 線背景放射を表している。

ら得られた銀河団ガスの温度とガスに含まれる鉄の量、電子数密度の銀河団中心からの半径分布を示している。銀河団ガスの温度は X 線強度中心から 0.1 ヴィリアル半径あたりまでは上がり、そこから外側に向かって下がっている。東と西は誤差の範囲で一致しているが、南と比較すると東西の方が 0.1 から 0.5 keV 高い値となっている。鉄の abundance は外側に向かって下がっている。東西はそのまま下がっているが南は急には下ならず、しかし力学半径付近では東西より 0.02 から 0.05 solar 低い値となった。電子数密度は、中心から方向別に示しているが、どの方向でも外側に向かって下降している。東西の方が南より 1×10^{-4} から $2 \times 10^{-4} \text{cm}^{-3}$ 高い値となった。

3.2 鉄の質量銀河光度比

銀河団の高温ガスに含まれる鉄と銀河の分布を知るために、求めた鉄の質量と、銀河光度の比をとった。

銀河団の構成銀河の多くは楕円銀河であると考えられ、楕円銀河中の古い恒星は近赤外帯域の光度でその質量をよく反映するため、銀河光度は近赤外線での光度を考えた。銀河団の構成銀河の光度を推定するために、2 Micron All Sky Survey (M.F. Skrutskie et al. 2006) の Extended Source Catalog から銀河の K バンド (近赤外線帯) 視等級を用いて絶対等級 M_K から光度 $L_K = 10^{-0.4 \times (M_K - M_{K,\odot})} [L_{K,\odot}]$ が求められる。Sakuma et al. (2011) の L_K を引用し求め

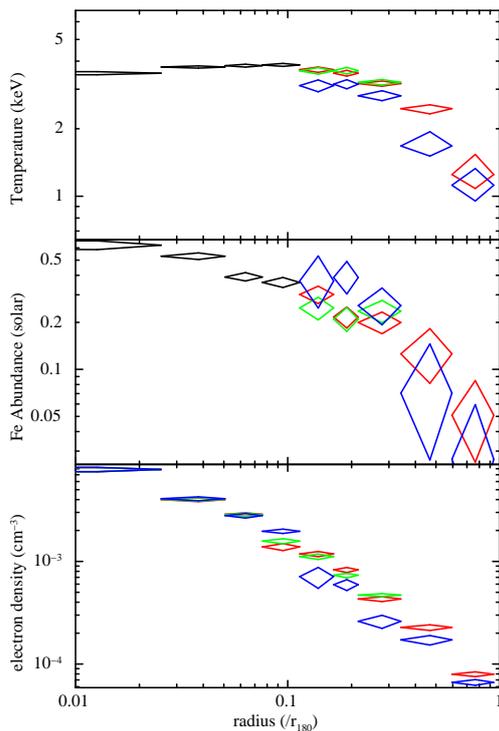


図 3: 銀河団の高温ガスの温度 (上段) と含まれる鉄の量 (中段) 電子数密度の半径分布 (下段) 黒は X 線強度中心から 0.1 ヴィリアル半径あたりまでの全方向について、それより外側は赤が東、緑が西、青が南を表している。

た結果が図 4 である。黒とマゼンタは同じような形となっていて X 線強度中心ほど銀河の割合が多く、1 ヴィリアル半径まで来ると鉄と銀河の比はほぼ一定となっている。また、オレンジと比較すると、現在の Ia 型超新星の発生率では実際に存在している鉄の量の方が多すぎるのがわかった。

4 議論

4.1 銀河団ガスの温度・鉄の量・電子数密度の方向依存性

温度、鉄の量、電子数密度の結果から、AWM7 銀河団のガスの温度、鉄の量、電子数密度は、東西方向が南方向より比較的高い値となっていることがわかった。AWM7 銀河団のガスは内側の解析から楕円のような形であることが得られ、今回の観測値からは、外側に行くほど東西方向と南方向の値に差が出ており、

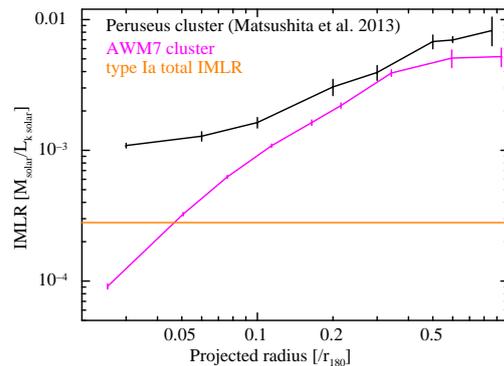


図 4: 銀河団の高温ガス中の鉄の質量と構成銀河の光度の比 (Iron mass to light ratio:IMLR)。黒はヴィリアル半径まで初めて求めた Matsushita et al. (2013) の Perseus 銀河団の結果で、マゼンタが AWM7 銀河団の結果である。オレンジは、現在の Ia 型超新星の発生率から Ia 型超新星が宇宙年齢をかけて合成した太陽光度あたりの鉄質量の推定値 $\sim 2.8 \times 10^{-4} M_{\odot} / L_{\odot}$ を表している。

このことから東西に広がった分布をしていると考えられた。AWM7 銀河団の東には巨大な Perseus 銀河団、西には Pisces 銀河団があり、東西に伸びた銀河の分布であるフィラメント上に存在していることから、銀河団がフィラメント方向に延びていることを示唆している。

4.2 鉄と銀河の分布

銀河団中の銀河から銀河団の高温ガスに供給された鉄が銀河の周りに存在するならば、鉄の分布が変わらないので、鉄質量と銀河光度の比は半径によらず一定になるはずである。観測から得られた鉄質量と銀河光度比は、図 4 の黒の線のように半径が大きくなるほど大きくなった。また、現在の Ia 型超新星の発生率を用いて Ia 型超新星が宇宙年齢をかけて合成した太陽光度あたりの鉄質量を推定すると $\sim 2.8 \times 10^{-4} M_{\odot} / L_{\odot}$ (図 4 のオレンジ) となる。観測から求めた値の方がはるかに大きかったため、現在の Ia 型超新星の発生率では現在存在している鉄の量は賄えない。つまり、鉄の多くは昔に合成されたと考えられる。

この結果から鉄の合成、拡散の歴史を考えることができる。銀河団形成初期には Ia 型超新星の発生率が高く、銀河団が進化してきた過程で銀河が鉄を供給した場所よりも相対的に中心に移動してきたこと

により現在のような、銀河が銀河団ガスに比べて相対的に中心に集まった分布となったと考えられる。

銀河団の高温ガスは流体であるため、また高温であるので自身の圧力により中心に集まりにくい。一方銀河は粒子と考えることができ、銀河団の重力ポテンシャルに引かれてガスよりも中心に集まることができると考えられる。

また、図 4 より、巨大な Perseus 銀河団と AWM7 銀河団がヴィリアル半径でほぼ同じ値となった。このことから、銀河団ではこれまでに同じように鉄の合成をしてきたと考えられる。

4.3 超新星爆発回数

内側（銀河団中心から東西に 0.3 ヴィリアル半径あたりまで）で求められた重元素の結果より、ケイ素と鉄の質量比は銀河団中心からの半径によらずほぼ一定であったため、ケイ素と鉄は Ia 型超新星と II 型超新星の両方の超新星爆発で合成される重元素であり、内側で求められた Ia 型超新星と II 型超新星の超新星爆発回数比が、ヴィリアル半径までの数の比が同じであると仮定した。内側の研究 (Sato et al. 2007) で求められたその爆発回数比は、Ia 型:II 型=1:3 であり、他の銀河団とも一致した。この爆発回数比を用いてそれぞれの超新星爆発の回数を算出した。

銀河団全体の鉄の質量の計算結果は $M_{\text{Fe}} = 1 \times 10^{10} M_{\odot}$ 、一回の爆発で合成される鉄の質量は、Ia 型超新星は Iwamoto et al. (1999) の質量のモデル W7 を用い、 $M_{\text{Fe}, \text{Ia}} = 7.49 \times 10^{-1} M_{\odot}$ 、II 型超新星は Nomoto et al. (2006) の爆発する前の星が持っている abundance $Z=0.02$ の場合の値より、 $M_{\text{Fe}, \text{II}} = 3.71 \times 10^{-4} M_{\odot}$ 、また、超新星爆発回数比 Ia 型:II 型=1:3 より、銀河団の高温ガス内での Ia 型超新星の爆発回数は約 140 億回、II 型超新星の爆発回数は約 420 億回であることが分かった。

5 結論

AWM7 銀河団の X 線強度中心からヴィリアル半径までのガスの温度、ガスに含まれる鉄の量、電子数密度について半径分布を調べたところ、温度や電子

数密度について東西方向が南より高かったことから、AWM7 銀河団のガスは銀河が連なっている方向へ広がって分布していると考えられた。銀河団のヴィリアル半径までの鉄質量と銀河光度の比からは、鉄は過去に大量に合成され現在銀河より相対的に広がって分布していることがわかった。超新星爆発の回数を算出したところ、Ia 型が約 140 億回、II 型が約 420 億回であった。また、巨大な銀河団と比が一致したことで、どの銀河団でもこれまで同じような鉄の合成をしてきたと考えられた。

Reference

- Burns, J. O., Skillman, S. W., & O'Shea, B. W. 2010, *ApJ*, 721, 1105
- Cappellaro, E., Evans, R., & Turatto, M. 1999, *A&P*, 351, 459
- Dickey, J. M., & Lockman, F. J. 1990, *ARA&A*, 28, 215
- Grevesse, N., & Anders, E. 1989, *Cosmic Abundances of Matter*, 183, 1
- Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al. 1999, *ApJs*, 125, 439
- Lin, Y.-T., & Mohr, J. J. 2004, *ApJ*, 617, 879
- Markevitch, M., Forman, W. R., Sarazin, C. L., & Vikhlinin, A. 1998, *ApJ*, 503, 77
- Matsushita, K., Sakuma, E., Sasaki, T., Sato, K., & Simionescu, A. 2013, *ApJ*, 764, 147
- M.F. Skrutskie, R.M. Cutri, et al. 2006, *AJ*, 131, 1163.
- Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C., & Maeda, K. 2006, *Nuclear Physics A*, 777, 424
- Sakuma, E., Ota, N., Sato, K., Sato, T., & Matsushita, K. 2011, *PASJ*, 63, 979
- Sato, K., Tokoi, K., Matsushita, K., et al. 2007, *ApJL*, 667, L41
- Sato, K., Matsushita, K., Ishisaki, Y., et al. 2008, *PASJ*, 60, 333
- Smith, R. K., Brickhouse, N. S., Liedahl, D. A., & Raymond, J. C. 2001, *ApJl*, 556, L91