

Abell 262 銀河団外縁部の鉄分布の解析

菅野 祐 (東京理科大学大学院 理学研究科)

Abstract

すざく衛星により Abell 262 銀河団をフィラメント方向 (北東) とフィラメントにほぼ垂直な方向 (南東) を $\sim 1.3 r_{180}$ まで新たに観測し、銀河団ガス中の鉄のアバンダンス、ガス質量、鉄質量を初めてピリアル半径まで求めた。解析の結果、鉄のアバンダンスは銀河団中心で 0.4 solar 程度、 $\sim 0.5 r_{180}$ で 0.2 solar 程度であった。また、密度は北東方向が南東方向に比べてやや高いことがわかった。銀河団ガス中に存在する鉄元素は、銀河中の恒星内部で合成され超新星爆発により銀河団ガスへと供給されたため、鉄の質量と恒星の質量の比から銀河団へ重元素が供給されてきた過程を調べることができる。そこで、恒星の質量を反映する近赤外帯域 (K-band) での構成銀河の光度を用いてガス質量-銀河光度比、鉄質量-銀河光度比を計算し、すざく衛星によりピリアル半径程度まで観測されている Perseus 銀河団や Centaurus 銀河団の結果と比較した。Abell 262 銀河団は小規模な銀河団であるが、ガス質量-銀河光度比、鉄質量-銀河光度比ともに大規模銀河団である Perseus 銀河団より小さく、Centaurus 銀河団と同様の値であることがわかった。

1 はじめに

銀河団とは数百から数千個の銀河からなる、重力で束縛された宇宙で最大の天体である。銀河団中のバリオンのほとんどはガスとして存在し、重力により数千万度まで加熱されているため、高階電離した鉄元素の特性 X 線から銀河団ガス中存在する鉄のアバンダンスを知ることができる。

鉄などの重元素は恒星内部での核融合により合成され、超新星爆発により宇宙空間にばらまかれた。銀河団は宇宙年齢をかけて成長してきた構造であり、これまでに合成された重元素は銀河団の強い重力により銀河団ガス中にほぼ全て存在すると考えられるので、銀河団の鉄元素を調べることは銀河団への鉄元素の供給過程を知る手がかりとなる。

鉄元素の起源は恒星であるため、銀河団を構成する銀河中の恒星と鉄の質量の比は重元素合成史を調べる上で重要な指標となる。また、銀河中の恒星の質量は近赤外光度 (K-band) でよく表される。

これまでに、ガスの温度が 2 keV 以下の小さな銀河団では 4 keV 以上の大きな銀河団と比較してガス質量-銀河光度比は系統的に小さいことが報告されている (Makishima et al. 2001, Zhang et al. 2011 等)。これを素直に解釈すると、大きな銀河団ほどバリオンに対して少ししか星を生成せず、小さな銀河団は

バリオンに対して多くの星を生成してきたことになる。しかし、この考え方では小さな銀河団での鉄質量-銀河光度比が小さい事の説明がつかない。従って、小さな銀河団はもともとガスの少ない銀河団として形成された考えられる。

ただし、これまでの観測はほとんどが $0.5r_{180}$ 以内に限られ、ピリアル半径までガス質量、鉄質量が求められたのは未だ数天体である。ピリアル半径 (r_{180}) とは銀河団の平均密度が宇宙の臨界密度の 180 倍となる半径のことである。銀河団外縁部は暗いため観測が難しいが、銀河団の体積に占める割合が大きいため、銀河団全体の鉄質量を調べるためにはピリアル半径までの観測が必要となる。Abell 262 銀河団はこれまでピリアル半径まで観測された銀河団の中で最小の銀河団であり、大きな系と小さな系をつなぐ銀河団として重要な天体である。すざく衛星の特徴は低く安定したバックグラウンドであり、銀河団外縁部のような X 線放射の弱い領域の観測も可能である。本研究では、すざく衛星の検出器のうち XIS 検出器 (Koyama et al. 2007) のデータを解析に用いた。

Abell 262 銀河団は、平均温度から推定したピリアル半径、 $r_{180} = 1.95 h_{100}^{-1} \sqrt{\langle kT \rangle / 10 \text{ keV}}$ (Markevitch et al. 1998), が 1.25 Mpc ($\langle kT \rangle = 2.0 \text{ keV}$)、赤方偏移が $z=0.0163$ 、光度距離が $D_L = 70.7 \text{ Mpc}$ の

銀河団である。本研究ではハッブル定数は $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 、アバundanceステープルは Anders & Grevesse (1989) を使用し、誤差は 90% である。

2 観測

Abell 262 銀河団は 2007 年 8 月にすざく衛星によって中心付近の観測 (3 観測、計約 146.5 ksec) が行われている (Sato et al. 2009)。今回新たに、すざく衛星によりフィラメント方向 (北東) とフィラメントに垂直な方向 (南東) についてそれぞれ 4 観測ずつ計約 259.4 ksec の観測を行った。図 1 は今回の解析に用いた観測の 0.5–2.0 keV の画像である。

3 解析

図 1 の白線のように円環領域に分けてそれぞれをスペクトルフィットした。銀河団ガスのモデルには衝突電離平衡プラズマからの放射モデルである apec (Smith et al. 2001) を用いた。ただし、銀河団外縁部は銀河団ガスからの放射が弱いためにバツ

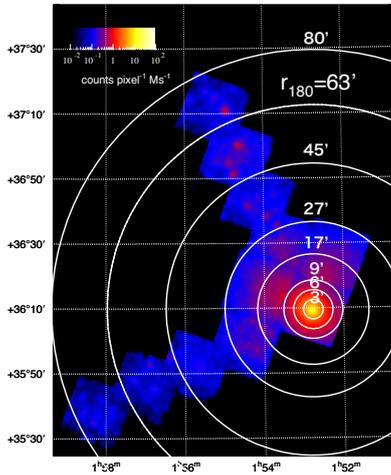


図 1: すざく衛星による Abell 262 銀河団の X 線画像。非 X 線バックグラウンドは引き、観測時間は補正したが、vignetting は補正していない。エネルギー帯域は 0.5–2.0 keV である。白い円は解析に用いた円環の領域であり、外から 2 番目の白円がピリアル半径 (63') である。

クグラウンドの見積もりが重要となる。バックグラウンドとして考慮したものは、ローカルホットバブル (Local Hot Bubble : LHB)、銀河系ハローからの放射 (Milkey Way Halo : MWH)、宇宙 X 線背景放射 (Cosmic X-ray Background : CXB)、太陽からの荷電粒子により電離した地球大気中の酸素の放射、太陽風荷電交換反応 (Solar Wind Charge Exchange : SWCX) である (図 2)。SWCX は太陽風と地球近傍のイオンとの荷電交換反応であり、0.2 ~ 1.4 keV の 9 本のガウシアンで表現できる事が知られている (Fujimoto et al. 2007)。上記の放射のモデルには LHB、MWH として apec を、CXB として power-law を、酸素の放射として gaussian を用い、銀河団ガスの影響が一番少ないと考えられる一番外側の観測の同時フィットからバックグラウンドを決定した。MWH、CXB は銀河系による吸収も考慮した。また、点源は $5 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ 以上のものを半径 90" で除去した。図 2 は今回の解析に用いたスペクトルのうちのひとつである。

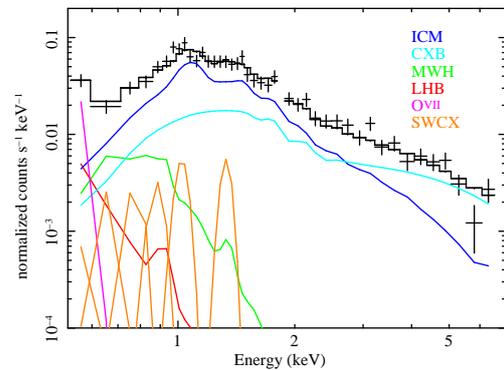


図 2: 南東方向、半径 17' から 27' までのスペクトル。黒の十字がデータ点、黒の実線がベストフィット、青が銀河団ガスからの放射、赤が LHB、緑が MWH、シアンが CXB、ピンクが昼地球の酸素、オレンジが SWCX を表す。

4 結果

4.1 アバundance、電子密度

鉄のアバundanceは銀河団中心で約 0.4 solar、 $\sim 0.5 r_{180}$ で約 0.2 solar であり、南東方向の $\sim 0.7 r_{180}$

より外側では上限値しか決まらなかった (図 3)。ただし、0.1 solar より小さい場合は Fe-L 輝線の不定性が大きく、誤差が大きいため (Abe et al. submitted)、0.2 solar で固定して鉄質量の上限値を求めたが、これらの不定性を考慮してもガス質量-銀河光度比、鉄質量-銀河光度比にはほとんど影響しなかった。図 4 はディプロジェクションした電子密度の半径分布である。電子密度は半径とともに減少しており、フィラメント方向 (北東) がフィラメントに垂直な方向 (南東) に比べてやや高い結果となった。

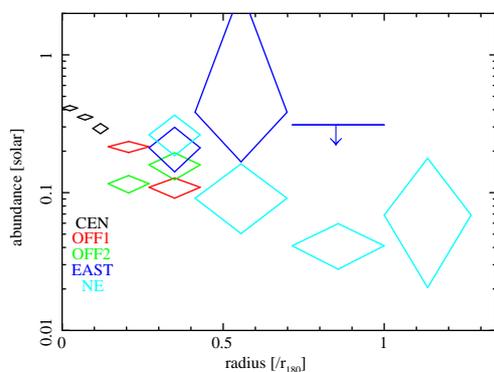


図 3: 鉄のアバンドランスの半径分布。黒が中心、赤が東、緑が北西、青が南東、シアンが北東の結果である。青い矢印は上限値を示す。

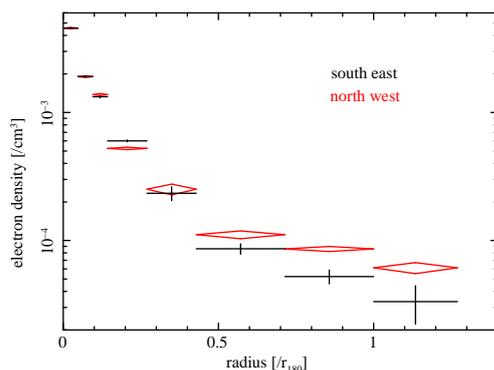


図 4: 電子密度の半径分布。赤が北東方向、黒が南東方向をビリアル半径からディプロジェクションしたものである。

4.2 構成銀河の近赤外線光度

銀河団を恒星する銀河は主に楕円銀河であり、楕円銀河には古い恒星が多く存在する。古い恒星の近赤外での光度はその恒星の質量をよく反映することが知られているため、銀河団中の恒星質量の指標として K-band での銀河光度を用いる。本研究では Two Micron All-Sky Survey (2MASS) のデータを用いて銀河光度を計算した (図 5)。ここで、太陽の K-band での絶対等級 $M_{\odot} = 3.34$ 、K-band での星間減光 $A_K = 0.027 \text{ mag}$ を用いた。

5 議論

ある半径以内のガス質量や鉄質量を同じ領域の銀河光度で割る事で、ガス質量-銀河光度比、鉄質量-銀河光度比の積分値を計算した (図 5 (中、下) の黒の実線)。

銀河団ガス中へ放出された鉄は元の銀河の周辺に存在するとする。単位恒星質量あたりの鉄の供給量が一定であると仮定すると、鉄質量と恒星の質量の比は半径によらず一定となるはずだが、鉄質量-銀河光度比は中心部では半径とともに増加し、 $\sim 0.5r_{180}$ より外側ではほぼ一定となることからわかる。これは銀河の方がガスよりも中心集中していることを示す。従って、銀河団ガスへの鉄元素の供給が銀河団形成過程の初期に行われ、その後重力で、圧力により収縮しづらいガスよりも銀河の方が銀河団中心に集まったことがわかる。

また、これまでにビリアル半径まで観測されている Centaurus 銀河団 (約 4 keV, Abe et al. submitted) と Perseus 銀河団 (約 6 keV) のガス質量-銀河光度比、鉄質量-銀河光度比を Abell 262 銀河団と比較したところ、どちらも Abell 262 銀河団は Perseus 銀河団より小さく、Centaurus 銀河団と同様の値であることがわかった (図 5)。

小さい銀河団の方が大きい銀河団よりもガス質量-銀河光度比が小さいことから、大きな銀河団ほどガスの量に対する星の生成率が低いように思える。しかし、そうであるならば、星の生成率が高い小さい銀河団ほど鉄質量が多くなるはずだが、鉄質量-銀河光度比は星の割合が大きい銀河団ほど小さくなって

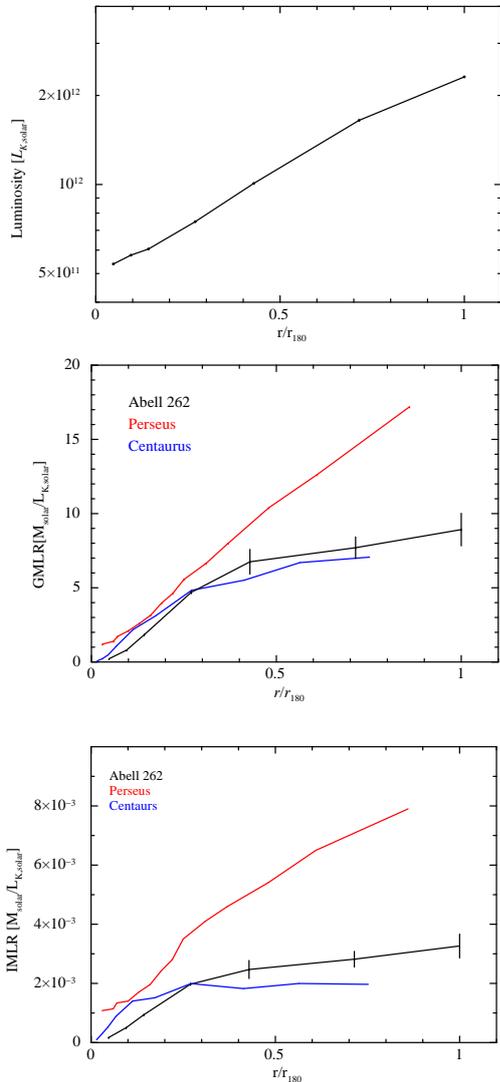


図 5: 上: 2MASS のデータを用いて求めた K-band での積分光度。中・下: それぞれ、ガス質量-銀河光度比、鉄質量-銀河光度比の Centaurus 銀河団、Perseus 銀河団との比較。どちらも黒が Abell 262 銀河団、赤が Perseus 銀河団、青が Centaurus 銀河団である。

いる。従って、大きな銀河団ほどガスが多いのは星形成率が銀河団の大きさに依存するためではなく、銀河団形成時のガスと星の割合が銀河団の大きさに依存するためであると考えられる。

銀河と比較してガスは圧力があるために重力により収縮しづらい。圧力は温度が高いほど高くなるため、ガスが重力以外の加熱源（活動銀河核など）に

よって加熱された場合、重力の弱い小さな銀河団は大きな銀河団よりもガスを集めることができなかつたため、ガスの少ない銀河団になったと考えられる。

6 まとめ

Abell 262 銀河団をピリアル半径まで観測し、鉄のアバundance、ガス質量、鉄質量を求めた。鉄のアバundanceは銀河団中心で 0.4 solar 程度、 $\sim 0.5 r_{180}$ で 0.2 solar 程度であった。ガスの密度は、フィラメント方向と垂直な方向を比較すると、フィラメント方向がやや高い結果となった。ガス質量-銀河光度比と鉄質量-銀河光度比を計算すると、半径とともに増加する結果となり、銀河団形成の初期段階に鉄元素の供給が行われたことがわかる。Centaurus 銀河団や Perseus 銀河団と比較すると、どちらも Perseus 銀河団より小さく、Centaurus 銀河団と同様の値であることがわかった。これは、ガスの圧力により重力の弱い小さな銀河団はガスを集めることができず、ガスの少ない銀河団となったことを示唆している。

Reference

Abe, Y., et al. submitted
 Anders, E., & Grevesse, N. 1989, Acta, 53, 197
 Fujimoto, R., Mitsuda, K., Mccammon, D., et al. 2007, PASJ, 59, 133
 Koyama, K., Tsunemi, H., Dotani, T., et al. 2007, PASJ, 59, 23
 Makishima, K., Ezawa, H., Fukuzawa, Y., et al. 2001, PASJ, 53, 401
 Markevitch, M., Forman, W. R., Sarazin, C. L., & Vikhlinin, A. 1998, ApJ, 503, 77
 Sato, K., Matsushita, K., & Gastaldello, F. 2009, PASJ, 61, 365
 Smith, R. K., Brickhouse, N. S., Liedahl, D. A., & Raymond, J. C. 2001, ApJL, 556, L91
 Zhang, Y.-Y., Laganá, T. F., Pierini, D., et al. 2011, A&A, 535, A78