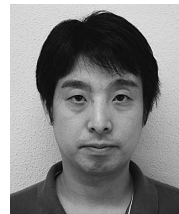


# 「すざく」が探る銀河・銀河団の重元素汚染史

佐藤 浩介

〈金沢大学理工研究域数物科学系 〒920-1192 石川県金沢市角間町〉  
e-mail: ksato@astro.s.kanazawa-u.ac.jp



松下 恭子

〈東京理科大学理学部物理学科 〒162-8601 東京都新宿区神楽坂 1-3〉  
e-mail: matusita@rs.kagu.tus.ac.jp

大橋 隆哉

〈首都大学東京大学院理工学研究科 〒192-0397 東京都八王子市南大沢 1-1〉  
e-mail: ohashi@phys.metro-u.ac.jp

宇宙が始まって以来星がどのように元素を合成してきたのか知るためには、現在それぞれの元素がどれだけ存在しているのかを知る必要があります。元素は星で生成され、銀河内のみならず銀河外の宇宙空間まで広がっていきました。銀河の大集団である銀河団は重力的に束縛された宇宙最大の天体でこれまでに生成された元素のほとんどを閉じ込めていると考えられるため、この問題を解明するうえで非常によいプローブとなります。われわれは、X線衛星「すざく」を用いて銀河や銀河団を満たす高温ガスに含まれる元素の量と分布を測定しました。その結果、爆発的星生成期の銀河では元素が銀河の外に抜け出ていく様子が観測されました。また、銀河団の観測では重い星が起源の超新星爆発のほうが、軽い星の最終形態を起源とする超新星よりも3倍程度多く起こっていたことなどもわかりました。

## 1. 宇宙を構成する元素の生成

ビッグバン直後の宇宙ではほとんど水素とヘリウムしか存在せず、それよりも原子番号の大きい元素（重元素と呼びます）はその後の星内部での核融合や超新星爆発で生成され、宇宙空間にばらまかれました。われわれの体も地球も過去のある時点に起こった星風や超新星爆発でばらまかれた元素で構成されています。超新星爆発には、大きく分けて二つのタイプがあります。太陽の約10倍以上重い星が重力崩壊を起こして爆発するII

型<sup>\*1</sup>と、軽い星の最終形態である白色矮星への質量降積の結果、チャンドラセカール質量を超えたときに核反応が暴走して起こるIa型です。これら二つのタイプの超新星爆発では供給する元素に特徴的な違いがあります。

さて、それでは現在どのような元素がどのくらい宇宙に存在しているのでしょうか。重量比にして水素が約70%、次いでヘリウムが約28%存在し、残りが重元素となります。その重元素のうち、私たち生命には欠かせない酸素が約半分を占めます。よって、酸素の合成史が宇宙の重元素合成史

<sup>\*1</sup> II型のほかにもIb、Ic型も重力崩壊型ですが、以下では代表してII型として表記します。I/II型の違いは観測的に水素の輝線を含むか（II型）、含まないか（I型）で区別しています。

を知るうえでも非常に重要になります。酸素は主に巨星に進化した重い星での核融合で合成され、II型超新星爆発によってばらまかれます。酸素のほかにもマグネシウムなどの比較的原子番号の低い元素のほとんどはII型によってばらまかれるのに対し、Ia型ではそれより重い鉄などの重元素が多くばらまかれます。よって、現在どの元素がどのくらい存在するのかということ調べれば、これまでにIa/II型がどのような割合で起こったのかがわかります。つまりそのもとをたどれば、どのような星がどれだけ生みだされて、そして死んでいったのかという宇宙の星生成の歴史をも知ることができるのです<sup>1)</sup>。また、II型は爆発的星生成期に大量に起き重元素を銀河外にもばらまいた(これを銀河風と呼びます)と考えられる一方、Ia型超新星は断続的に現在までに起こっていると考えられています。よって、元素の分布の違いからもしつどのような元素が生成され、拡がっていったのかという情報が得られます。

## 2. X線による銀河団の重元素の観測

銀河団は数十個から数千個もの銀河の大集団で、これらが数百万から数千万光年の領域に集中しています。銀河団は重力的に束縛された宇宙最大の系で宇宙年齢に近い時間をかけてゆっくりと進化していて、現在でも進化の途中であると考えられています<sup>2)</sup>。1970年代にX線天文衛星によって銀河団から強いX線が放射されていることが発見されました<sup>3), 4)</sup>。これは銀河団内を満たすガスの温度が銀河団の重力ポテンシャルを反映していて、数千万度から1億度もの高温になっているためにX線で輝いているからでした。実際に図1に示すように可視光とX線で銀河団を観測してみると、可視光では個々の銀河の集団として見える銀河団も、X線で見ると個々の銀河は銀河団を満たす高温ガスに埋没して見えなくなっているの

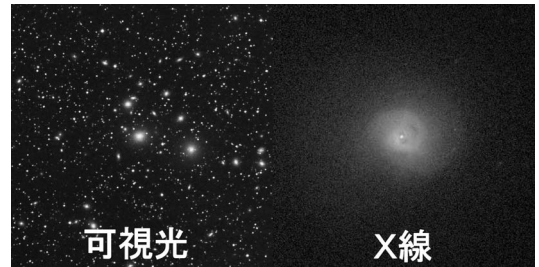


図1 可視光 (Digitized Sky Survey) とX線 (ROSAT衛星) で観測したペルセウス座銀河団。一辺の大きさは約25分角。NASA/skyviewから引用。

がわかります。銀河団の重力質量は太陽質量の $10^{14}$ – $10^{15}$ 倍にも達し、その内訳は構成銀河と高温ガスとダークマターが1:5:30程度の割合となっています。X線で輝く高温ガスは銀河の質量よりも5倍程度重く、その大部分は銀河になれなかったガスであると考えられています。しかし、この高温ガスには酸素やケイ素、鉄といった重元素が含まれていることがわかっているため、銀河から放出されたガスも混じっていることも示しています。加えて、高温ガスに含まれる重元素の組成比は太陽組成比<sup>\*2)</sup>の数分の1程度なのですが、重量比で高温ガスは銀河の数倍あるので、銀河(星)の組成比が太陽と同程度だとすると、銀河に含まれる重元素量と高温ガスに含まれる重元素量はほぼ同じくらいとなります<sup>5)</sup>。

それでは、この数千万度という高温ガスの中に含まれる重元素量をX線ではどのようにして観測することができるのでしょうか。このような高温の環境下では、水素やヘリウムといった元素は完全に電離してしまい、鉄などの重元素も1個ないし数個の電子を残して電離している状態で存在しています<sup>6)</sup>。そしてイオンや電子は高速で飛び回っているためにイオンに束縛されている電子は他の粒子との衝突により、高いエネルギー準位に励起されます。その後、再び低いエネルギー準位

\*2 太陽に含まれる水素に対して各元素の原子数比を1とした基準。

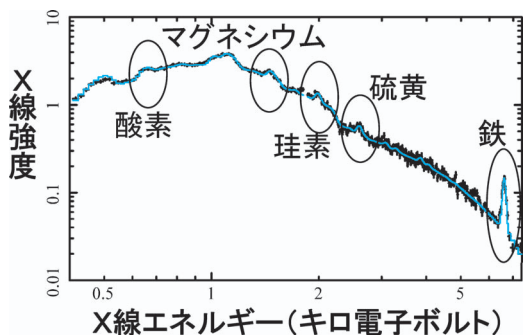


図2 「すざく」衛星で観測された ABELL 1060 銀河団の X 線スペクトル。酸素から鉄までの輝線を検出していることがわかる。

に戻るときに準位間のエネルギー差に等しいエネルギーをもつ光子を放出します。これが、図2に示すように X 線スペクトルの中で輝線（特性 X 線）として観測されます。エネルギー準位はおおよそ原子番号の 2 乗に比例するため<sup>\*3</sup>、0.1-10 キロ電子ボルトの軟 X 線領域は高電離した酸素や鉄などの主要元素の観測に有用な波長となります。図2に示してあるのは、X 線天文衛星「すざく」で観測された ABELL 1060 銀河団から観測された X 線スペクトルです。銀河団観測から得られる X 線スペクトルは主に電子-イオン衝突による熱制動放射による連続成分と上に述べたような重元素の輝線で構成されています。

アメリカの HEAO-1 衛星により、初めて銀河団の鉄の量の観測が行われました<sup>7)</sup>。鉄は X 線領域の輝線の中で等価幅が最も大きく、エネルギーも他の元素の輝線から離れているため、比較的観測が容易で元素の中で最もよく調べられてきました。欧州の EXOSAT 衛星や日本の「ぎんが」衛星の観測から、高温ガス中の鉄の質量と銀河団に含まれる早期型銀河の質量が比例することがわかり、銀河によって高温ガス中に鉄が供給されたこ

とが証明されました<sup>8)</sup>。また、銀河団内の鉄の組成は太陽組成比の数分の 1 程度であることがわかってきました。その後日本の「あすか」衛星によって、初めて鉄だけでなくケイ素の空間分布をも調べることが可能になりました<sup>9)</sup>。しかし鉄もケイ素も Ia/II 型超新星の両方で生成されるため、Ia/II 型の重元素に対する寄与はまだ不明のままでした。2000 年代に入って欧州の XMM-Newton 衛星により、特に明るい数個の銀河団の中心領域に限り、酸素の観測が可能となりました<sup>10-12)</sup>。観測の結果、中心領域の酸素と鉄の組成比は太陽組成比の半分程度である一方、ケイ素と鉄の組成比は太陽とほぼ同程度であることがわかりました。Ia/II 型による寄与も調べられました<sup>13)</sup>、まだ II 型生成物からの情報が乏しくははっきりしたことはわかりませんでした。加えて、銀河団の中心領域は cD 銀河<sup>\*4)</sup>で最近起こった Ia 型超新星爆発によって生成された元素と星の質量損失によって放出された元素で汚染されており、直接銀河団の進化の情報を得ることはできません。よって、銀河団の化学進化を知るためには中心から離れた領域まで鉄やケイ素だけでなく、II 型超新星でほとんど賄われる酸素やマグネシウムといった元素を観測する必要があります。ところが、いくら明るい銀河団といえども中心から離れた領域では輝度が低くなってしまい容易には観測することができませんでした。

### 3. 「すざく」衛星の登場

私たちが知りたいと思っていた銀河団全体の酸素や鉄などの重元素分布が日本の X 線衛星「すざく」により明らかになってきました。「すざく」に搭載された X 線 CCD カメラの特長は、酸素輝線バンドの高い感度と低い検出器由来のバックグ

\*3 中性水素のライマン α 輝線は、10.2 電子ボルトであり、7 階電離した酸素と 25 階電離した鉄（ともに電子を一つ残した状態）のライマン α 輝線はそれぞれ 0.65、6.97 キロ電子ボルトとなります。

\*4 銀河の分類形態のヤークス分類で D 型と分類される銀河のうち銀河団中にある非常に明るい楕円銀河。質量は太陽質量の  $10^{12}$ - $10^{13}$  と通常の銀河の 10-100 倍もあり、数十万光年にも及ぶハローをもつことで知られる。

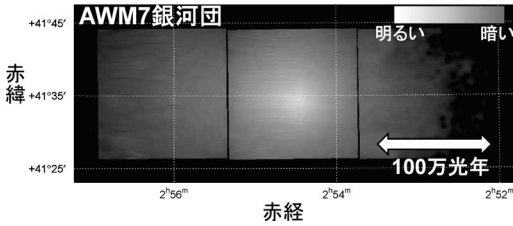


図3 「すざく」衛星で観測されたAWM 7銀河団のX線イメージ。銀河団中心から離れた領域まで高温ガスで輝いている。

ラウンドにあります。実際に「すざく」で観測された銀河団AWM 7のX線イメージが図3になります。銀河団中心から数百万光年離れた領域まで観測できていることがわかります。これらの優れた特長により、明るい銀河団中心から離れた領域でも鉄やケイ素だけでなく、酸素やマグネシウムまでも観測が可能となりました。ここで、マグネシウムの観測も可能になったことは重要です。なぜなら、われわれの銀河系にも数百万度の高温ガスが存在します。それから放射される酸素輝線の強度は銀河団の暗くなった領域を観測するさいには無視できず、加えて天球上の方向によってその強度にもばらつきがあります<sup>14), 15)</sup>。よって、われわれの銀河系由来の酸素と銀河団由来の酸素の放射を区別することが難しくなってきます。そこで酸素と同じようにそのほとんどがII型超新星で生成されるマグネシウムの分布がわかれば、より正確にIa/II型の寄与を調査することが可能となるのです。

#### 4. 「すざく」による銀河団の重元素観測

私たちは「すざく」を用いて比較的低温な1千万度から3千万度の銀河団の観測を行いました<sup>16)-22)</sup>。今回は酸素に注目しているので、これよりも温度が高くなってしまうと酸素の放射効率が低くなって観測が難しくなってしまいますためです。

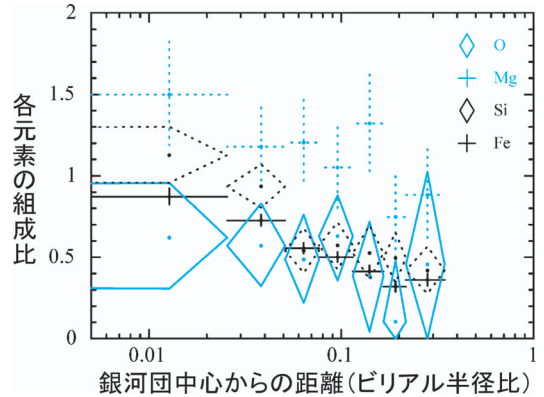


図4 「すざく」で観測されたAWM 7銀河団中心からの重元素の半径分布。縦軸は太陽組成比を1としたときの各元素の組成比。

「すざく」の特長を活かして、銀河団の中心領域からピリアル半径<sup>\*5</sup>の $\sim 0.3$ 倍の領域までの観測を行いました。この領域まで鉄、ケイ素以外の重元素測定が「すざく」によって可能となりました。明るい限られた中心領域に比べて外側領域に含まれる重元素の総量は多いので、その情報は非常に重要になります。

##### 4.1 銀河団内の重元素分布

酸素、マグネシウム、ケイ素、硫黄、鉄の銀河団中心から約0.3倍のピリアル半径に至る半径分布をいくつかの銀河団で精度よく求めました。例として図4に銀河団AWM 7で観測された各元素の銀河団中心からの半径分布を示します。その結果、ケイ素、硫黄、鉄は銀河団中心では太陽組成に近く、外側に向かって低下していき太陽組成の $\sim 0.3$ 倍程度となりました。一方、酸素は銀河団中心で太陽組成のほぼ半分であり外側に向かってもあまり低下しませんでした。マグネシウムは中心では太陽組成程度だったものの、外側での低下具合は鉄などと比べるとやや緩やかになっている傾向が見られました。II型超新星で生成される酸素やマグネシウムが、Ia型の主な生成物である鉄などに比べてやや広がっているような傾向があり

\*5 銀河団の質量密度が宇宙の平均密度の180倍(=ピリアル平衡に達している)となる半径。



ました。このような重元素の分布を説明するシナリオとしては、銀河団形成期に起こった銀河風によってII型超新星により生成された酸素やマグネシウムが広がった一方で、Ia型は断続的に現在まで起こっているため特に中心銀河で生成された重元素が銀河団中心を汚染しているのではないかと考えられています。

大阪大学の藤田准教授らの研究によって、「すざく」で観測された二つの銀河団の連結領域でも鉄が発見されました<sup>23), \*6</sup>。このような領域には重元素が存在することはこれまで確認されていませんでしたが、「すざく」によって初めて確認されました。銀河は銀河団のガスよりも中心集中しているために、今回の観測領域ではIa型で合成された鉄はあまり含まれていないと推測できます。このような領域に重元素が存在するためには、約100億年もの昔に銀河から銀河風によって重元素が遠くまで飛ばされたこととなります。これは銀河風の引き金となる大量のII型超新星で合成された元素が銀河団全体に広がっていることを示唆するものです。

#### 4.2 Ia/II型超新星の寄与

「すざく」で初めて酸素やマグネシウムといったII型超新星で生成された重元素の重元素量がわかったので、Ia/II型で生成される重元素量の理論モデル<sup>24), 25)</sup>を用いて、観測された0.3倍のリアル半径内の領域の重元素へのIa/II型の寄与を調べました<sup>26), \*7</sup>。図5はAWM7銀河団でのIa/II型の寄与を示しています。酸素やマグネシウムのほとんどはII型で生成されたのに対し、鉄は8割程度がIa型で生成されたものでした。一方、ケイ素や硫黄はIa/II型の寄与が半分ずつ程度であるという結果が得られました。また同時に、現在の重元素量からすると宇宙が始まってからこれまでに延べ何回のIa/II型超新星が起こったのかも銀河団ごとに調べました。これまでに起

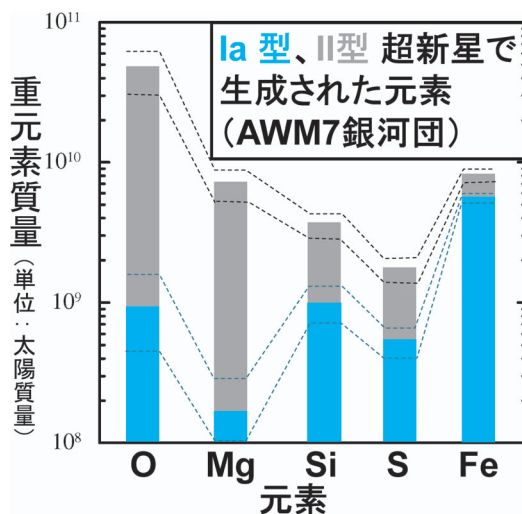


図5 AWM 7銀河団で観測された酸素(O)、マグネシウム(Mg)、ケイ素(Si)、硫黄(S)、鉄(Fe)のIa/II型超新星で生成された内訳。図中の点線は観測から求めた重元素組成の典型的な誤差を反映させたもの。

こった総数は銀河団のガス質量に比例しますが、II/Ia型の回数比はどの銀河団でも約3.5であることがわかりました。現在、銀河団中ではII型はあまり起こっていませんが、銀河団形成期には現在よりも重い星が多く作られ、盛んに爆発していた証拠を重元素が残っていたと考えられます。

今回初めてX線の観測からII型超新星の数が求められたので、可視光で観測された星形成史から推定されるII型超新星の数との比較を行いました。われわれのX線観測の結果が銀河団内で起こったII型の総数であるのに対して、星形成史からの推定は可視光で観測された孤立した銀河の星生成率<sup>27)</sup>から計算できます。これらの環境の違いを補正するために両者を光度密度で規格化し、孤立した銀河での星生成率を過去から現在までハッブル時間で積分したもので比較しました。その結果、これまでに起こったII型超新星の数は両者とも同程度でした。図4で示したような重

\*6 大阪大学の藤田准教授による解説 <http://vega.ess.sci.osaka-u.ac.jp/~¥%7Efujita/article/suzaku/a399a401.htm>

\*7 詳しくは、<http://astro.s.kanazawa-u.ac.jp/~ksato/gingadan.html>

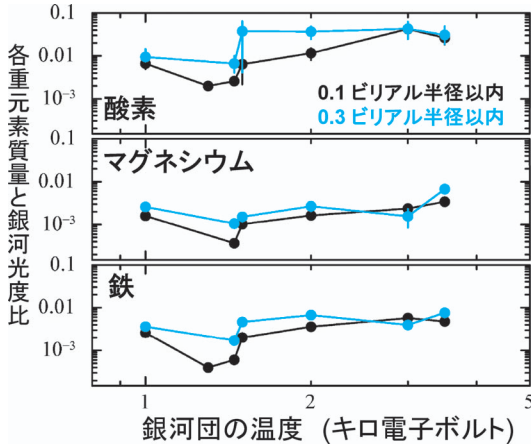


図6 「すざく」で観測した銀河団の温度と酸素、マグネシウム、鉄の質量と銀河光度（可視光）の比。酸素、マグネシウムの質量光度比が「すざく」によって初めて求められた。ピリアル半径の0.1倍と0.3倍の距離までの値を比較してみると、やや酸素のほうが鉄よりも広がっている傾向に見える。

元素は銀河団中の高温ガスに含まれるもののみを考えていました。一方で銀河にも同程度が含まれるため、それも含めると銀河団のトータルの重元素はその2倍程度大きいことになります。

#### 4.3 重元素質量-構成銀河光度比

そもそも重元素は銀河内（星）で合成されるので、銀河団内の重元素の質量と銀河団を構成する銀河の光度の比は、銀河団の重元素汚染史を考えると重要な指標となります<sup>28)</sup>。「あすか」衛星により、小規模銀河団（低温）の銀河光度（可視光）あたりの鉄の質量比は巨大銀河団（高温）よりも1桁以上小さいことが示されました<sup>29)</sup>。図6で示すように、「すざく」で得られた鉄質量と銀河光度比からも同じ結果でした。加えて、今回初めて酸素やマグネシウムの質量と銀河の光度比も求めることができました。酸素やマグネシウムの光度比も系の大きな銀河団のほう（温度が高い銀河

団のほう）が大きいという結果が得られました。ピリアル半径の0.1倍までの領域と0.3倍までの領域の値を比較してみると、0.1倍よりも外の領域で酸素のほうが鉄よりもやや広がっている傾向が見られました。まだ誤差も大きくはっきりしたことは言えませんが、もし今後の観測で有意に区別ができたならば、酸素と鉄の銀河団内での拡がり方の違いを示す強い証拠になるかもしれません。

銀河団の規模によって重元素と銀河光度の比が大きく異なる理由はまだよくわかっていません。銀河光度で比較しているのですから本来なら同程度になってもよいはずなのですが、大きな銀河団のほうが効率よく重元素を作っているのか、もしくは小さな銀河団は作った重元素をポテンシャルが小さいために外に逃してしまっているのかもしれません。

XMM-Newton衛星の観測から銀河団のごく中心部では、重元素のほうが銀河よりも広がっている傾向がありました<sup>12)</sup>。「すざく」で得られた重元素質量-銀河光度比の銀河団中心からの半径分布でも、中心で小さく今回観測された0.3倍のピリアル半径まで外側にいくほど大きくなりました。重元素が生成された銀河の周りをウヨウヨしているのだとしたらこのような半径分布は示さないもので、重元素が外側に広がっていったか、もしくは銀河が銀河団中心に沈殿していったか、のどちらかとなります。どちらにしても、活発な重元素生成期を過ぎてから現在の高温ガスと銀河分布の形態に変化してきたと考えるのが妥当です。一方で、中心に巨大楕円銀河<sup>\*8)</sup>があり、他の構成銀河がほとんどない銀河団<sup>\*9)</sup>のXMM-Newtonの観測から、このような銀河団でも重元素と銀河光度比の半径分布が外側まで増加傾向にあるという結果も得られました<sup>30)</sup>。この理由としては、重元素合成時には

\*8 一般に銀河団を構成する銀河に多いのは楕円銀河です。銀河団内の楕円銀河の年齢は古く、現在では星生成はほとんどありません。

\*9 このような銀河団を Fossil group と呼びます。

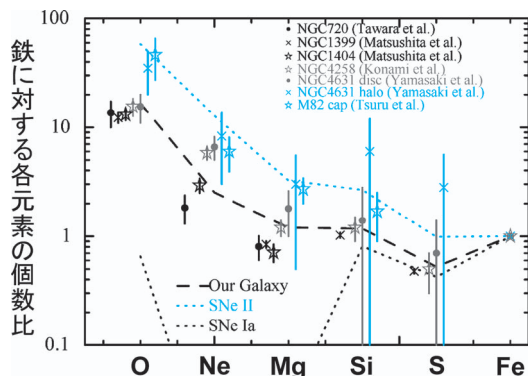


図7 「すざく」で観測された楕円銀河 NGC 720<sup>31)</sup>, NGC 1399, NGC 1404<sup>16)</sup>, 渦巻き銀河 NGC 4258<sup>37)</sup>, スターバースト銀河 NGC 4631 のディスクとハロー領域<sup>36)</sup>, M 82 の“cap”領域<sup>35)</sup>の鉄に対する各元素の個数比を示したものである。黒と青点線がそれぞれ Ia/II 型超新星で生成される元素の理論モデル<sup>24)</sup>, <sup>25)</sup>。黒破線がわれわれの銀河系（太陽系）の重元素組成比<sup>33)</sup>を示したものである。

巨大楕円銀河が中心にはいなかったか、もしかしたら銀河団形成期以前に環境によってはもともと重元素が存在していたのかもしれない。

## 5. 銀河から銀河団高温ガスへ

銀河内で作られた重元素がどのように高温ガスへ供給されたのか実はまだよくわかっていません。しかし、「すざく」での個々の銀河の観測からその一端を垣間見ることができます。ここではこれまでわかっている事実と新しく「すざく」で明らかになった個々の銀河と、その周りの重元素組成について紹介していきます。

### 5.1 楕円銀河

「すざく」によって銀河団の中心にいない銀河でも酸素、ネオン、マグネシウムの組成を求めることができました<sup>12)</sup>, <sup>31)</sup>。楕円銀河の星間ガスは、軽い星が白色矮星になる前に放出した星の外層部のガスが星の運動で加熱されたものです。よって、「すざく」により求められた星間ガスの酸素、ネオン、マグネシウムの組成は、星の外層の組成と一致するはずですが。観測結果から、図7に示す

ように、これらの元素の組成比は太陽組成（図中では Our galaxy と表記）と同様であることがわかりました<sup>1)</sup>。また、鉄の組成も太陽組成程度で、そのほとんどが Ia 型超新星で生成されたことがわかりました。

楕円銀河、特に銀河団中心では cD 銀河から重元素が高温ガスへと供給されていると考えられています<sup>32)</sup>。しかし、どのように銀河のポテンシャルを抜けて銀河団空間へと抜けていくのかという詳しいプロセスはよくわかっていません。実際に、現在の楕円銀河の鉄の組成から求まる Ia 型超新星発生率に宇宙年齢をかけても銀河団内にある鉄の総量よりも 1 桁小さくなってしまいます。このため、過去に Ia 型超新星発生率は高かったか、星の質量損失に対して Ia 型超新星発生率が高かったと考えられています<sup>5)</sup>。

### 5.2 スターバースト銀河

スターバースト銀河は銀河団の中にはほとんど見られませんが、大量の II 型超新星爆発によって起こる銀河風で重元素が銀河の外に放出されると考えられています<sup>34)</sup>。「すざく」でも M 82 銀河と NGC 4631 というスターバースト銀河の観測結果が報告されています。図7に示すように、M 82 で“cap”構造という銀河風の名残りと考えられる領域の重元素組成を調べたところ、II 型超新星の元素組成に近いことがわかりました<sup>35)</sup>。また、NGC 4631 では銀河のディスク部分はわれわれの銀河系（太陽系）の元素組成に近いのに対し、ハロー部分は II 型超新星に近いことがわかりました<sup>36)</sup>。これは、選択的に II 型超新星の生成物が銀河外へ抜けていることを示唆しているのかもしれない。スターバースト銀河といえどもハロー部分は暗く、また酸素やマグネシウムを精度よく決められるのは「すざく」が初めてなので、これらの研究はまだ始まったばかりと言えます。

### 5.3 渦巻き銀河

意外と思われるかもしれませんが、われわれの銀河系と同じような渦巻き銀河中の高温星間ガス

の重元素組成はあまりわかっていませんでした。もともとこれら高温星間ガスは暗いためにこれまで観測が難しかったからです。「すざく」では、このような領域でも重元素が観測できるようになりました。NGC 4258 という渦巻き銀河の元素組成は、図7のようにわれわれの銀河の元素組成と非常によく似ていることがわかりました<sup>37)</sup>。そもそも、渦巻き銀河ではわれわれの銀河と同じように星間ガスが太陽組成程度になるような元素合成史を経験したのでしょうか？ また、渦巻き銀河からも銀河間空間へ重元素が抜けるのかどうかもこれまでには調査されていませんが、今後銀河のハロー領域の重元素組成の観測から明らかになっていくことでしょう。

## 6. さいごに—将来の展望—

今回の記事では、主に X 線での観測結果を中心に紹介してきましたが、銀河団の化学的な進化をたどるためには、星形成や銀河団を構成する個々の銀河の重元素測定など多くの波長での観測が必要であり、また遠方銀河団の直接測定や銀河や銀河団の衝突合体なども考慮に入れなければなりません。X 線領域での観測においても現在はわれわれの銀河系からの放射で酸素の決定精度にも不定性が残ってしまっています。これらの状況に大きなブレイクスルーをもたらすと期待されているのがカロリメータ検出器です。カロリメータ検出器は分光能力が非常に高く、現在主流の CCD 検出器の 10 倍以上の感度があります。2014 年に打ち上げが予定されている日本の X 線衛星 ASTRO-H にカロリメータ検出器の搭載が予定されており、全く新しい宇宙像をもたらすと期待されます。

直接過去、それも宇宙が始まって数億年程度の初期の星や銀河の重元素を調べることも重要になります。先日、宇宙が始まって約 6 億年後のガン

マ線バースト<sup>38)</sup>が観測されました\*10。観測された軟 X 線領域のスペクトルには重元素による吸収が見られました。残念ながら現在の検出器ではどの元素がどれくらいあるということはわかりませんが、近い将来ガンマ線バーストをカロリメータ検出器で観測することができれば、宇宙初期の星や銀河の重元素組成さえも明らかになるでしょう。われわれ生命や地球を構成する元素が、どのように宇宙を旅し現在にたどり着いたのかわかる日も、そう遠くないかもしれません。

## 謝 辞

本研究は、ISAS/JAXA の石田 学教授、山崎典子准教授、首都大学東京の石崎欣尚准教授らと進めたものです。ここに感謝の意を表します。

## 参 考 文 献

- 1) 松下恭子, 2007, 天文月報 100, 384
- 2) Sarazin C. L., 1988, Cambridge Astrophysics Series, Cambridge, Cambridge University Press
- 3) Mitchell R. J., Culhane J. L., Davison P. J. N., Ives J. C., 1976, MNRAS 175, 29P
- 4) Serlemitsos P. J., Smith B. W., Boldt E. A., Holt S. S., Swank J. H., 1977, ApJ 211, L63
- 5) Renzini A., Ciotti L., D'Ercole A., Pellegrini S., 1993, ApJ 419, 52
- 6) 例えば「シリーズ現代の天文学4 銀河 I」(日本評論社, 2007)
- 7) Mushotzky R. F., 1984, Physica Scr. T7, 157
- 8) Arnaud M., Rothenflug R., Boulade O., Vigroux L., Vangioni-Flam E., 1992, A&A 254, 49
- 9) Fukazawa Y., Makishima K., Tamura T., Ezawa H., Xu H., Ikebe Y., Kikuchi K., Ohashi T., 1998, PASJ 50, 187
- 10) Matsushita K., Finoguenov A., Böhringer H., 2003, A&A 401, 443
- 11) Tamura T., Kaastra J. S., Makishima K., Takahashi I., 2003, A&A 399, 497
- 12) Matsushita K., Böhringer H., Takahashi I., Ikebe Y., 2007, A&A 462, 953
- 13) de Plaa J., Werner N., Bleeker J. A. M., Vink J., Kaastra J. S., Méndez M., 2007, A&A 465, 345

\*10 NASA による解説記事 [http://exist.gsfc.nasa.gov/papers/presentations/aps\\_may09.html](http://exist.gsfc.nasa.gov/papers/presentations/aps_may09.html)



- 14) Yoshino T., et al., 2009, PASJ, in press
- 15) 吉野友崇, 2009, 天文月報 102, 370
- 16) Matsushita K., et al., 2007, PASJ 59, 327
- 17) Sato K., et al., 2007, PASJ 59, 299
- 18) Sato, K., Matsushita K., Ishisaki Y., Yamasaki N. Y., Ishida M., Sasaki S., Ohashi T., 2008, PASJ 60, 333
- 19) Tokoi K., et al., 2008, PASJ 60, 317
- 20) Komiyama M., Sato K., Nagino R., Ohashi T., Matsushita K., 2009, PASJ 61, 337
- 21) Sato K., Matsushita, K., Ishisaki Y., Yamasaki N.-Y., Ishida M., Ohashi T., 2009, PASJ 61, 353
- 22) Sato K., Matsushita K., Gastaldello F., 2009, PASJ 61, 365
- 23) Fujita Y., Tawa N., Hayashida K., Takizawa M., Matsumoto H., Okabe N., Reiprich T. H., 2008, PASJ 60, 343
- 24) Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K., Kishimoto N., Umeda H., Hix W.-R., Thielemann F.-K., 1999, ApJS 125, 439
- 25) Nomoto K., Tominaga N., Umeda H., Kobayashi C., Maeda K., 2006, Nuclear Physics A 777, 424
- 26) Sato, K., Tokoi K., Matsushita K., Ishisaki Y., Yamasaki N. Y., Ishida M., Ohashi T., 2007, ApJ 667, L41
- 27) Madau P., Pozzetti L., Dickinson M., 1998, ApJ 498, 106
- 28) Ciotti L., D'Ercole A., Pellegrini S., Renzini A., 1991, ApJ 376, 380
- 29) Makishima K., et al., 2001, PASJ 53, 401
- 30) Kawaharada M., Makishima K., Kitaguchi T., Okuyama S., Nakazawa K., Matsushita K., Fukazawa Y., 2009, ApJ 691, 971
- 31) Tawara Y., Matsumoto C., Tozuka M., Fukazawa Y., Matsushita K., Anabuki N., 2008, PASJ 60, 307
- 32) Böhringer H., Matsushita K., Churazov E., Finoguenov A., Ikebe Y., 2004, A&A 416, L21
- 33) Lodders K., 2003, ApJ 591, 1220
- 34) 鶴 剛, 小澤 碧, 2007, 天文月報 100, 378
- 35) Tsuru T. G., et al., 2007, PASJ 59, 269
- 36) Yamasaki N. Y., Sato K., Mitsuishi, I., Ohashi T., 2009, PASJ 61, 291
- 37) Konami S., et al., 2009, PASJ, 61, 941
- 38) 井上 進, 2009, 天文月報 102, 248

## Suzaku Observations of Metal Enrichment History in Galaxies and Clusters of Galaxies

**Kosuke SATO**

*Graduate School of Natural Science and Technology, Kanazawa University, Kakuma, Kanazawa, Ishikawa 920-1192, Japan*

**Kyoko MATSUSHITA**

*Department of Physics, Tokyo University of Science, 1-3 Kagurazaka, Shinjuku-ku, Tokyo 162-8601, Japan*

**Takaya OHASHI**

*Department of Physics, Tokyo Metropolitan University, 1-1 Minami-Ohsawa, Hachioji, Tokyo 192-0397, Japan*

**Abstract:** In order to investigate how stars have evolved and synthesized elements from the beginning of the universe, we need to know the amount of various elements in the present-day universe. Elements were synthesized in stars, and then distributed not only inside galaxies but also in intergalactic space. In clusters of galaxies, the strong gravity prevents heavy elements synthesized in the member galaxies from escaping. We measured the amount and spatial distribution of metals in the thermal plasma in galaxies and clusters of galaxies observed with the X-ray astronomy satellite “Suzaku”. The distribution we observed suggests that the metals have escaped to intergalactic space from galaxies probably in the starburst phase. Abundances of different elements from oxygen to iron indicated that roughly three times more Type II supernovae, caused by massive stars, have occurred than Type Ia ones, by white dwarfs.