



5. 銀河団のプラズマ

5. Physics of Plasma in Galaxy Clusters

藤田 裕

FUJITA Yutaka

大阪大学大学院理学研究科

(原稿受付：2019年6月14日)

宇宙最大の天体である銀河団には、温度が $\sim 10^8$ K、密度が $\sim 10^{-9} \text{ m}^{-3}$ という希薄なプラズマが満ちている。このプラズマを観測的、理論的に調べることで、銀河団の成り立ちと高温希薄プラズマの多種多様な物理を明らかにすることができると考えられているが未解明の問題も多い。例えば銀河団の中心でプラズマが高い温度を保つメカニズムはわかっておらず、エネルギー源とエネルギーを運搬するメカニズムの解明が必要とされている。さらに銀河団は宇宙最大の宇宙線加速器でもあるが加速機構がわかっていない。本章ではこの銀河団プラズマについての研究の現状と、XRISM衛星で期待される研究成果について述べたい。

Keywords:

plasma, galaxies, clusters, cosmic-rays, X-rays, synchrotron

5.1 はじめに

我々の太陽系は1000億もの恒星の集団である銀河系に属しているが、宇宙にはそのような銀河が無数に存在する。その集団である銀河団は宇宙で最大の重力で束縛された天体であり、大きさは1000万光年、質量は 10^{15} 太陽質量にもなる。現在の標準的な宇宙論によると、宇宙の天体は小さいものが最初にできて、やがてそれらが合体して大きな天体ができたと考えられている。そのため宇宙で最大の天体である銀河団はそのような天体の形成過程の最後の方、つまりごく最近にできたと考えられており、現在も合体を繰り返しながら成長している[1]。

可視光で銀河団を観測すると銀河の集団として認識される。しかし銀河団中の銀河の運動をドップラー効果で調べてみると、速度がかなり大きく、銀河を束縛するためには、銀河の総質量をはるかに上回る見えない重力源が必要なことが古くから知られていた。これが今日「ダークマター」と呼ばれるものであり、銀河団に限らず宇宙全体に分布していると言われている。さらに1970年代からX線観測が行われるようになり、銀河団全体からX線が放射されていることがわかった(図1)。このX線源の正体は銀河団全体に広がる高温プラズマで、銀河団ガスと呼ばれている。X線放射は基本的に制動放射である。銀河団ガスは大変希薄ではあるものの、巨大な銀河団全体を覆っているため質量は大変大きく、銀河の総質量を一桁近く上回る。一方で、ダークマターの質量よりは一桁近く小さい。つまり銀河団ガスはダークマターに続く銀河団の2番目の主要な成分であり、電磁波で直接観測できる成分としては銀河団質量への寄与が最も大きい。

銀河団ガスは高温($\sim 10^8$ K)であるが、これは銀河団のポテンシャルの深さを表していると考えられている。つまりダークマターが集まって銀河団が形成されるとき、その重力に引き付けられて周囲のガスが銀河団に落下して銀河団ガスになるが、そのときに衝撃波が発生し、ガスのポテ

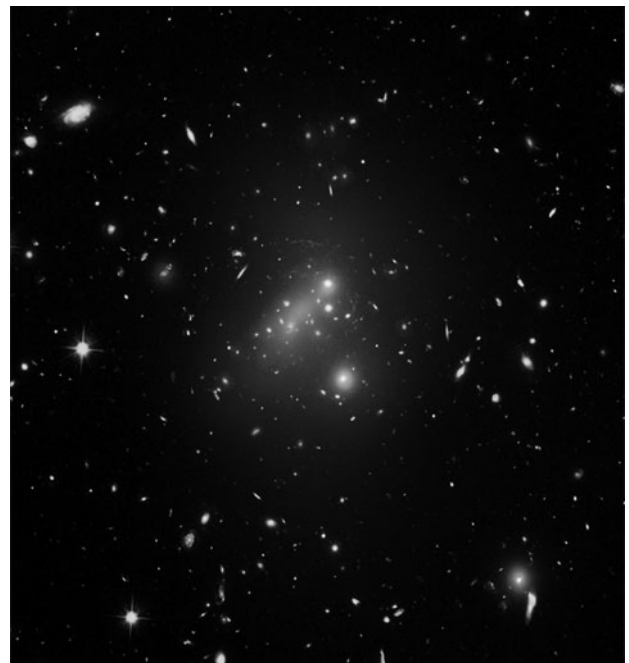


図1 銀河団 ICDCS J1426.5+3508. ハッブル宇宙望遠鏡で撮影した可視光画像にチャンドラ衛星で撮影したX線画像を重ねたもの。図の中心付近で銀河団ガスからの放射がぼんやりとした雲のように広がっている (ESA/Hubble)。

ンシャルエネルギーが熱エネルギーに変換されるというわけである。ガス中で情報は音速で伝わるが、銀河団を音速で通過する時間 (sound crossing time; $\sim 10^9$ 年) は銀河団の年齢 ($\sim 10^{10}$ 年) よりも短いので、銀河団はほぼガスの圧力勾配と重力が釣り合った平衡状態 (静水圧平衡) になっていると考えられている。そのためガスの分布はダークマターの分布をほぼ反映していると考えられ、このことを利用してガス分布から直接観測できないダークマターの分布を推定することができる [1]。

ガスはほぼ静水圧平衡の状態にあるが、完全に静止しているわけではなく、音速 ($> 1000 \text{ km s}^{-1}$) よりも十分小さいものの、数 100 km s^{-1} の速度のガスの運動が残っていてもよいことが銀河団形成のコンピュータシミュレーションからは示唆されている。そして実際にペルセウス座銀河団について、ガスの乱流運動がドップラー効果の形で日本の「ひとみ」衛星により観測されている [2]。また銀河団には現在でも周囲からガスが落下していると考えられており、落下に伴う衝撃波が外周部にあると予想されている。しかし外周部はガス密度がそれほど高くないので、X線観測するのは一般に大変困難であるが、衝撃波が検出されたとの報告もある [3]。

5.2 ミクロなスケールでの銀河団ガスの性質

銀河団ガスは主に水素とヘリウムから構成されている。これは宇宙初期の元素合成でできたのが水素とヘリウムであり、それらが現在でも宇宙の元素の大部分を占めていることを反映している。銀河団ガスは大変希薄であるため、粒子同士の衝突は起こりにくい、プラズマ粒子のクーロン相互作用を考えると、粒子の進行方向はほかの多数の粒子からのクーロン力で少しずつ変わる。最終的に90度ほど変わるまでの距離を散乱距離とすると銀河団ガス中での電子や陽子の散乱距離は6万光年ほどで、銀河の大きさと同じオーダーである。この距離は銀河団の大きさよりは十分小さいので、銀河団ガスは一応流体として扱える程度の粒子の散乱はあるとはいえる [4]。

ところで散乱距離より小さな構造はならされてしまっただけで消えるはずであるが、銀河団の中にはクーロン力による散乱距離より短い構造を持つものがある。例えばコールドフロントと呼ばれる構造がそれである [5]。これは冷たいガスと暖かいガスの接触境界面で、そこではガスの温度や密度がクーロン力による散乱距離よりも短いスケールで変化している。これは磁場などで粒子の運動が阻害され、実効的な散乱距離が短くなっていることを示しているのかもしれない [6]。また何らかのプラズマ不安定性により促進された粒子の散乱により、銀河団ガスの粘性はクーロン力から予想されるものより小さくなっているという指摘もある [7]。

銀河団ガスには磁場が存在していることはシンクロトロン放射が観測されることや、銀河団ガスの背景にある天体から放射される電波の偏光面が、ファラデー効果により回転をしていることから知られている。磁場の強度は 10^{-10} T 程度である [8]。これは銀河系の磁場と大差な

く、銀河団ガスの密度が銀河系のガスの密度 ($\sim 10^6 \text{ m}^{-3}$) よりもずっと小さいことを考えるとかなり強いといえる。この磁場の起源は宇宙の磁場の起源となんらかの関係があるかもしれない。銀河団が形成されるときに周囲のガスが落下して銀河団ガスになることは上で述べた。そのときにガス中の磁場は圧縮されて銀河団ガスの磁場として観測されるはずである。逆に、現在観測されている磁場強度から、落下する前のガスの磁場強度がわかるが、単純に見積ると 10^{-13} T 程度である。一見弱い磁場のように見えるが、この強度の磁場を宇宙全体で作るような理論というものはなかなかない。恐らく宇宙の原始磁場はさらに弱く、それが銀河団ガスに取り込まれた後、銀河団ガスの運動に伴うダイナモで増幅されたという考えが主流である [8]。

5.3 冷却流問題

プラズマである銀河団ガスは制動放射によりX線を放射している。制動放射の放射率は密度の2乗に比例する一方、温度にはあまり依存しない。銀河団ガスは銀河団の大部分の領域では希薄 ($\sim 10^{-9} \text{ m}^{-3}$) なので、その熱エネルギーを制動放射で失うタイムスケール (冷却時間) は大変長く、宇宙年齢よりも長くなる。そのため冷却は考慮しなくてもよい。ただし中心から30万光年ほどのコアと呼ばれる領域は例外である。重力で束縛された多くの天体がそうであるように、銀河団のガス密度は中心に向かって高くなる。実際、コアではガス密度が $\sim 10^{-7} \text{ m}^{-3}$ にもなる。そのため冷却時間が銀河団の年齢よりも短くなり、冷却が無視できなくなる。

この状態でエネルギー注入がないと、銀河団コアの温度は次第に下がり、圧力も下がることになる。一方、コア以外は冷えないので、コアは周囲からの圧力に押されることになる。するとコアに向かってガスが冷えながら流れ込むようになる。このガスの流れのことを冷却流という。コアのX線光度からコアの冷却率がわかり、さらにガスがどのくらいの割合で流れ込んでいるかを見積もることができる。その結果、1年間に ~ 100 から ~ 1000 太陽質量ものガスが流れ込んでいるはずだと過去には見積もられていた [9]。

ところがその後観測技術が進み、銀河団ガスのX線光度だけではなく、詳細なX線スペクトルが得られるようになった。X線スペクトルにはガスに含まれる鉄などの重い元素の特性X線が見られる。その輝線強度はガスの温度によって異なるので、様々な元素の輝線強度を測ることで、ガスの詳細な温度構造 (どのような温度のガスがどのくらいあるか) を知ることができる。そこで日本のあすか衛星やヨーロッパのXMM-Newton衛星でコアを観測したところ、冷えるガスに特有の輝線放射が、X線光度から見積もったコアの冷却率から予想したものよりはるかに弱いことがわかった [10, 11]。これが何を意味しているのかというと、コアのガスはX線放射でエネルギーを失っているのにもかかわらず、ガスは冷えていないということである。

この問題を解決するためには、コアに何らかの熱源があればよい。そこで様々な熱源が考えられた。例えば上で述べたようにコアの外の領域のガスは冷えないので、熱浴と

して働くことができる。そこでコアの外周部から熱伝導や乱流渦で熱を供給するアイデアなどが検討されたが[12,13]、現状ではコアの中心にある巨大ブラックホール近傍で生成されるエネルギーが熱源であるという考えが主流である[14]。このブラックホールは宇宙でも最大級のものであり、太陽質量の10億倍にも達する。ちなみに最近イベントホライズンテレスコープで画像が撮影されたブラックホールはこのタイプのブラックホールである。このブラックホールの重力に引かれて周囲のガスがブラックホールに落ちるが、その直前にガスのポテンシャルエネルギーの一部がガスの熱エネルギーや運動エネルギーに変換され、ブラックホールに吸収されることなく周囲の銀河団ガスに伝わる。活発に活動をする巨大ブラックホールを活動銀河核というが、多くの銀河団の中心には活動銀河核が認められ、しばしば高エネルギー粒子のジェットを放出していたり[15]、ジェットが周囲の銀河団ガスを押しつけて穴を作っていたりする様子が観測されている(図2)[16]。

この加熱モデルの良いところは、少なくとも定性的には銀河団ガスの加熱と冷却を釣り合わせるサーモスタットのような働きをすると考えられることである。例えば、もし何らかの原因で加熱が少し弱まったとする。するとガスの冷却が強くなり、一年間に数10太陽質量のガスが流れ込むような、ごく弱い冷却流が発生する。流れ込んだガスはブラックホールに落ち込み、その活動を活発にし、加熱率を上昇させる。するとそれ以上のガスの冷却が抑制される。逆に加熱が少し強まった場合はガスの冷却が完全に抑えられ、冷却流が途絶えることでブラックホールへのガス供給がなくなる。するとブラックホールはもはや周囲のガスを加熱することができなくなるので、ガスは再び冷却を始める。

しかし定量的に安定性を示すのは大変難しい。つまり

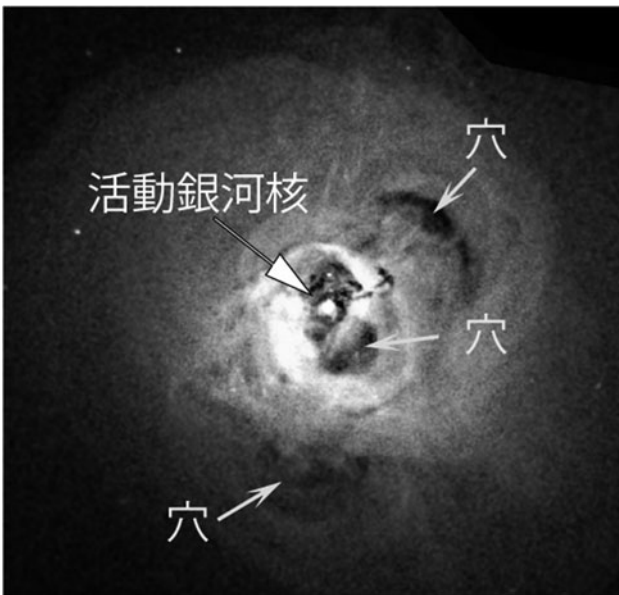


図2 ペルセウス座銀河団のコアのX線画像。中心に活動銀河核が存在する。いくつかある黒い穴は過去の活動銀河核ジェットの活動で銀河団ガスにあげられた穴 (NASA)。

様々な要因で加熱と冷却のバランスは容易に崩れてしまうのである。例えばブラックホールからの熱の伝達距離が問題になる。加熱が必要となる領域はコアのスケール(約30万光年)であり、この領域全体を加熱する必要がある。もし加熱がブラックホールのごく周辺(例えば3万光年)にとどまった場合、この領域の温度はどんどん上昇するが、その外の領域はどんどん冷えていくことになる。すると不安定な状態になり、結局加熱と冷却のバランスが崩れてしまう。このように何らかの熱源のモデルを立てたいと思っただとしても、その熱源が十分なエネルギーを供給することを示すだけでは不十分で、コア全体に「まんべんなく安定に」エネルギーを供給することを示す必要がある。例えばブラックホール周囲ではブラックホールの断続的活動に伴い、銀河団ガスが揺さぶられることで音波が発生している。この音波がエネルギーを運ぶというようなアイデアもあるが、この音波は大振幅のため、非線形効果ですぐ弱い衝撃波に変形され、エネルギーは衝撃波面で散逸される。結果として波はすぐ散逸するのでコア全体にエネルギーを十分運ぶことができない[17]。またブラックホール近傍で発生した熱を乱流渦でコア全体に運ぶというアイデアもあったが、時間がかかりすぎることが最近の研究で指摘されている[18]。一方、観測的には銀河団コアでの加熱と冷却のバランスは大変良く保たれているようであり、明らかにバランスが崩れている銀河団はこれまでのところたくさんある銀河団の中で一つしか知られていない[19]。そういうわけで現在のところ熱を安定に運ぶメカニズムとして定説とされているものはないが、他に活動銀河核で加速された宇宙線粒子が熱を運ぶというアイデアが提唱されている[20]。

5.4 宇宙線加速

銀河団ガスからシンクロトロン放射が観測されるということは、その運動エネルギーが静止エネルギーを上回るような相対論的な電子、つまり宇宙線電子が銀河団ガス中に存在していることを示している。このシンクロトロン放射は大変淡く、観測が難しかったが、近年の電波天文学の進展により、多数の銀河団でこの放射が見つかるようになってきた。とはいうものの、放射が見つかるのは銀河団のうちの数10%であり、衝突合体中の銀河団で見つかりやすいことが知られている。もちろん宇宙線電子の数密度は制動放射で輝いている銀河団ガスの一般のプラズマ粒子の数密度よりもはるかに少ない。

銀河団ガスからのシンクロトロン放射には大まかには2種類あり、それぞれレリック (relic) とハロー (halo) と呼ばれている[21]。レリックは銀河団の周辺部に観測されることが多く、銀河団の縁に沿った円弧状の形をしていることが多い(図3)[22]。一方、ハローは銀河団全体を覆うような形をしている。レリックやハローの中には大きさが数100万光年に達するものがあり、銀河団の大ききのスケールに匹敵する。宇宙線電子のローレンツ因子は $\gamma \sim 10^4$ ほどで、シンクロトロン放射による電子の冷却時間は1億年程度である[23]。この時間は銀河団の年齢($\sim 10^{10}$ 年)

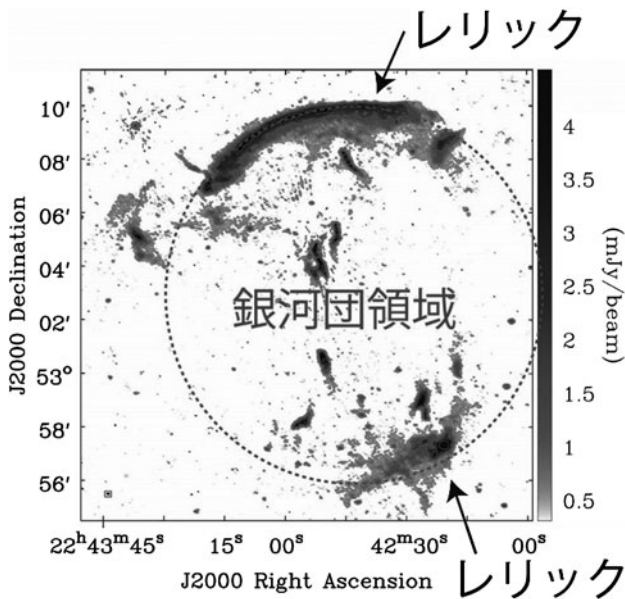


図3 LOFAR電波望遠鏡で観測した銀河団CIZA J2242.8+5301 (参考文献[22]のFigure 1を引用).

よりもはるかに短いので、電子は銀河団では「あっという間」に冷えることになる。このため、例えば銀河団中の活動銀河核から宇宙線電子が放出されて、それがそのままレリックやハローとして観測されているとは考えにくい。なぜなら数100万光年のスケールに広がる前に冷えてしまうからである。そのため銀河団ガスの中で、数100万光年のスケールに渡る大規模な宇宙線加速が起きていると考えられている。つまり銀河団は宇宙最大の加速器でもあるといえる。

宇宙線は我々の銀河系にも存在し、実際に宇宙線粒子は地球に降り注いでいる。銀河系の宇宙線の多くは超新星残骸周囲の衝撃波で加速されていると考えられており、そのメカニズムはよく1次フェルミ加速と呼ばれる。これは粒子がガス中の磁場のゆらぎなどで散乱されることで、衝撃波の前後を行き来し、粒子の運動量が次第に上昇するというものである[24]。なぜ運動量が増えるかという点、衝撃波の上流と下流のガスの速度差が粒子の運動量に転換されるからである。このメカニズムで加速される宇宙線粒子の運動量スペクトルはべきになることが知られている。

銀河団のシンクロトロン放射のうち、レリックの方はしばしば衝撃波の位置と対応しており、実際にレリックの場所で銀河団ガスの温度や密度の段差が観測されている[25]。そのようなことから超新星残骸と同じく1次フェルミ加速で宇宙線電子が加速されていると考えられていた。しかし、話はそれほど単純ではないという指摘もある。例えば1次フェルミ加速は、一般に衝撃波のマッハ数が大きいほど効率が良いと考えられている。超新星残骸の衝撃波のマッハ数は100ほどで大変大きいですが、レリックの衝撃波のマッハ数はせいぜい3であり、1次フェルミ加速は一般的には起きにくいはずである。また最近になりシンクロトロン放射の詳細なスペクトルが観測されるようになると、対数空間で表したスペクトルに曲率があることがわかって

きた[26]。このことは放射をしている宇宙線電子のエネルギースペクトルがべきではないことを示している。

この問題を解決するアイデアとして、銀河団中に元々種となるような低エネルギーの宇宙線電子が存在する領域があり、そこを衝撃波が通過するときに、低エネルギーの宇宙線が再加速され高エネルギーになるというものがある。これは加速に下駄を履かせるようなものであり、効率が少々悪くてもシンクロトロン放射に必要なエネルギーにまで宇宙線電子を(再)加速できる。種電子は過去に活動銀河核から放出され、最初はエネルギーが高かったが、冷却により現在は低エネルギーになっている電子を仮定する。そして実際に衝撃波付近で低エネルギーの宇宙線が再加速されているように見える銀河団も観測されている[27]。ただしすべてのレリックでこの考えが通用するというわけでもなさそうである。巨大なレリックの中には、観測的にシンクロトロン放射スペクトルが空間のある方向にほぼ一様なものがある。これは宇宙線のエネルギースペクトルも同様に空間的にほぼ一様であることを示す。単純な衝撃波による再加速は種となった低エネルギーの宇宙線のエネルギーを一様に上げるだけであるため、再加速後のエネルギースペクトルが空間的に一様なら、加速前も一様でなければならない。しかし活動銀河核から放出される宇宙線電子のスペクトルは決して空間的に一様ではない。

次にハローであるが、このシンクロトロン放射を担っている宇宙線電子は、銀河団ガス中の乱流で何回も散乱される過程で運動量を得て加速されたと考えている研究者が多い[28]。これはハローが特に衝撃波に付随していないこと、シンクロトロン放射スペクトルがべきではなく、乱流加速に特有な形をしていることなどが理由である(上で述べたレリックの放射スペクトルも実は乱流でよく説明できるという研究もある[29])。また乱流は衝突合体中の銀河団ではよく発達すると予想され、こういった天体でハローが見つかりやすいという事実ともよく合う。一方で、宇宙線電子は銀河団ガスで直接加速されたのではないという考えもある。つまり電子は宇宙線陽子が銀河団ガスの陽子と反応(陽子-陽子反応)する過程ででき、それがシンクロトロン放射をすると考えるのである[21]。宇宙線陽子は宇宙線電子と比べて冷却時間が圧倒的に長く、冷えずに銀河団ガスの中に蓄積することができる。宇宙線陽子は過去に銀河団ガスの衝撃波などで加速されたものかもしれないし、銀河団中の活動銀河核で加速されたものかもしれない。この説を証明するカギとなるのが陽子-陽子反応で電子と同時に生じるガンマ線である。これまでのところ銀河団ガスからガンマ線が観測されたという確かな報告はなく、銀河団ガス中の宇宙線陽子の量については強い制限がついている[30]。

5.5 XRISM 衛星への期待

2016年に打ち上げられたものの、事故のために短時間の運用に終わった「ひとみ」衛星は、これまでの衛星にないエネルギー分解能をもち、ドップラー効果を利用して天体のガスの運動を測定したり、特性X線からガスの元素組成

を調べたりすることができた。この衛星が事故の前に唯一長時間の観測を行った天体がペルセウス座銀河団である。この観測により、この銀河団の中心部のガスの乱流速度は $164 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ であることがわかった (図4) [2]。また銀河団ガスに含まれる重い元素同士の組成比は太陽のものと変わらないことも確認された[31]。「ひとみ」衛星の代替機である XRISM 衛星も同等のエネルギー分解能を持つため、多数の銀河団についてガスの運動を測定したり、元素組成比を調べたりすることができるはずである。

コンピュータシミュレーションによると銀河団中の乱流は外周部ほど強いと予想されている[32]。これは銀河団が内部から外部に向かって成長してきたため、外周部のガスはまだ落ち着いた状態になっていないからである。もし実際に乱流速度が銀河団の内から外に向かって大きくなっていることが示されれば、コンピュータシミュレーションによる予想を裏付ける成果となる。さらに乱流のある場所とハローなどの電波放射が出ている場所に相関があれば、宇宙線電子の乱流加速を裏付ける強い証拠となるであろう。銀河団中心のブラックホールの周辺を観測し、ガスの状態を調べることで、弱い冷却流を介してガスがブラックホールに流れ込んでいく様子を調べることもできるであろう。またブラックホールの活動の影響で周囲のガスが運動している様子も明らかになるかもしれない。さらに元素組成を多数の銀河団について調べることで、元素合成に関わった銀河団中の過去の超新星爆発の履歴や銀河の星形成史が明らかになる。一般に銀河団ガスでは電子やイオンの運動エネルギーに対応する温度と、イオンの電離状態に対応する温度(電離温度)は同じ(平衡状態)であると予想されているが[4]、それを実際に確認することもできるであろう。

5.6 おわりに

希薄高温プラズマである銀河団ガスは、銀河団という宇宙最大の天体のなりたちを調べるのに重要な手掛かりを与えてくれるが、一方でわかっていないことも多い。本章では銀河団ガスにまつわる代表的な未解明問題として、ガスが冷えているはずなのに温度が下がっていないという冷却流問題について説明した。またプラズマ物理としても興味がある銀河団ガス中での宇宙線加速についても述べた。これらの問題については近い将来に打ち上げられる予定の XRISM 衛星の観測により理解が大きく進むであろう。

参考文献

- [1] A.V. Kravtsov and S. Borgani, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **50**, 353 (2012).
 [2] Hitomi Collaboration, *Nature*, **535**, 117 (2016).

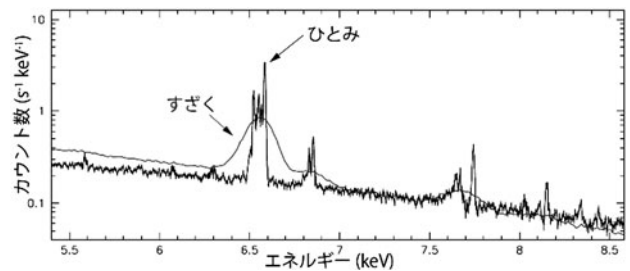


図4 「ひとみ」衛星と先代の「すざく」衛星によるペルセウス座銀河団のガスの鉄輝線(特性X線)スペクトル(参考文献[2]のExtended Data Figure 1を引用)。空間的に分解できない多数の乱流成分のドップラー効果が重なっている場合、輝線幅から典型的な乱流速度がわかる。

- [3] H. Akamatsu *et al.*, *Astron. Astrophys.* **606**, A1 (2017).
 [4] C.L. Sarazin, *Rev. Mod. Phys.* **58**, 1 (1986).
 [5] A. Vikhlinin *et al.*, *Astrophys J.* **551**, 160 (2001).
 [6] A. Vikhlinin *et al.*, *Astrophys J.* **549**, L47 (2001).
 [7] I. Zhuravleva *et al.*, *Nat. Astron.* **17** June (2019).
 [8] C.L. Carilli and G.B. Taylor, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **40**, 319 (2002).
 [9] A.C. Fabian, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **32**, 277 (1994).
 [10] Y. Ikebe *et al.*, *Astrophys J.* **481**, 660 (1997).
 [11] T. Tamura *et al.*, *Astron. Astrophys.* **365**, 87 (2001).
 [12] M. Takahara and F. Takahara, *Prog. Theor. Phys.* **62**, 1253 (1979).
 [13] Y. Fujita *et al.*, *Astrophys J.* **612**, L9, (2004).
 [14] B.R. McNamara and P.E.J. Nulsen, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **45**, 117 (2007).
 [15] Y. Fujita and H. Nagai, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **465**, L94 (2017).
 [16] A.C. Fabian *et al.*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **344**, L43 (2003).
 [17] Y. Fujita and T.K. Suzuki, *Astrophys J.* **630**, L1 (2005).
 [18] C.J. Bambi *et al.*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **478**, L44 (2018).
 [19] M. McDonald *et al.*, *Nature*, **488**, 349 (2012).
 [20] Y. Fujita and Y. Ohira, *Astrophys J.* **746**, 53, 7 (2012).
 [21] L. Feretti *et al.*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **20**, 54 (2012).
 [22] D.N. Hoang *et al.*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **471**, 1107 (2017).
 [23] C.L. Sarazin, *Astrophys J.* **520**, 529 (1999).
 [24] A.R. Bell, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **182**, 147 (1978).
 [25] H. Akamatsu and H. Kawahara, *Publ. Astron. Soc. Jpn.* **65**, 16 (2013).
 [26] A. Stroe *et al.*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **455**, 2402 (2016).
 [27] R.J. van Weeren *et al.*, *Nat. Astron.* **1**, 5 (2017).
 [28] Y. Fujita *et al.*, *Astrophys J.* **584**, 190 (2003).
 [29] Y. Fujita *et al.*, *Astrophys J.* **815**, 116 (2015).
 [30] M. L. Ahnen *et al.*, *Astron. Astrophys.* **589**, A33 (2016).
 [31] Hitomi Collaboration, *Nature*, **551**, 478 (2017).
 [32] N. Ota *et al.*, *Publ. Astron. Soc. Jpn.* **70**, 51 (2018).