

銀河団の多波長観測による宇宙論

北山 哲

〈東邦大学 理学部 物理学科 〒274-8510 船橋市三山 2-2-1〉

e-mail: kitayama@ph.sci.toho-u.ac.jp

銀河団は、その並外れた大きさのために、宇宙論パラメータや密度ゆらぎについての研究手段として広く用いられてきた。一方で、X線衛星 Chandra や XMM-Newton などによる銀河団観測の進歩と、マイクロ波異方性探査衛星 WMAP による宇宙モデルの決定は、銀河団研究の新しい展開を促している。本稿では、銀河団を用いたこれまでの宇宙論研究の意義を概説するとともに、Sunyaev-Zel'dovich 効果などによる新しい研究の方向性について考察する。

1. はじめに

同一の天体であっても、異なる波長で見るとまったく違った顔つきをするものがあるが、銀河団はまさにその典型と言えるだろう。可視光における銀河団は、文字どおり、数十から数千にのぼる銀河の集団として観測される。一方で、X線では、数密度 10^{-3}cm^{-3} 、温度 10^8K 程度の希薄な高温ガスの塊となる。この高温ガスは電波でも観測されるが、後で詳しく見るように、その際にはまわりの天空よりも輝度の低い「負のソース」としてふるまうこともある。

銀河団の多彩な姿は、銀河団そのものの性質にとどまらず、宇宙全体についてのさまざまな情報を我々に伝えてくれる。例えば、可視光における銀河の観測とX線におけるガスの観測からは、 $10^{15}M_{\odot}$ (M_{\odot} は太陽質量 $1.989 \times 10^{33}\text{g}$) にもおよぶ総質量の約80%は電磁波では輝かないダークマターであり、残りの大部分も銀河ではなく高温ガスによって占められることが明らかになっている。銀河団は非常に大きいため、宇宙全体の物質構成を忠実に反映していると考えれば、銀河団内のダークマターの存在比をもとに、宇宙に存在するダークマターの総量を推定することができる¹⁾。また、天体が力学的に進化する時間スケールは、星では数時間、銀河では 10^8 年程度、銀河団では 10^9 年程度、と密度が低くなるにつれて宇宙年齢の約 10^{10} 年に近づいていく。このことは、形成時の情報がすぐにかき消されてしまう星などとは対照的に、銀河団の現在の姿には、自らの生いたちについての記憶が深く刻まれていることを意味する。銀河団の生いたちとは、すなわち宇宙の構造形成の歴史である。宇宙の階層構造は、重力によって引きあわされながら徐々に巨大化し、今日ちょうど銀河団の質量スケールにまでたどり着いたと考えられる。つまり、銀河団の姿には、宇宙初期から現在に至るまでの天体形成と進化の過程が投影されていると言える。また、 $10^{15}M_{\odot}$ という現在の銀河団質量も、構造の巨大化の途上でたまたま決まっている値であり、時間がたてばさらに増大していくと予想される。これも、宇宙の進化からほぼ切り離されて質量が固定している星や銀河とは対照的であり、銀河団の観測から、構造形成のモデルを検証することができるゆえんである。

このような銀河団のユニークな特性をいかした宇宙論の研究は、筆者自身によるものをはじめ、これまで盛んに進められてきたが、現在新たな転機を迎えている。その一つの理由は、X線衛星 Chandra や XMM-Newton といった最新の観測機器によって、銀河団の内部構造や進化についての新しい発見が相次いでいる

ことにある²⁾。後でも述べるように、これらの発見は、宇宙論研究の土台となる銀河団の物理過程に、未解決の問題が数多く残されていることを明らかにしている。もう一つの理由は、WMAP衛星による宇宙マイクロ波背景放射(CMB)の観測によって、主要な宇宙論パラメータの値が良い精度で決定され、宇宙モデルの大枠がほぼ確立したことにある³⁾。これらによって、従来の研究成果が裏づけられた場合もあれば、新たに限界が認識された場合もある。そこで本稿では、筆者が進めてきた銀河団研究を紹介しながら、その意義を現在の視点からとらえ直し、新しい研究の方向性について考察する。

2. 宇宙論の道具としての銀河団

2.1. 密度ゆらぎのスペクトル

銀河や銀河団をはじめとする宇宙の階層構造は、宇宙初期に存在したわずかな密度ゆらぎが重力の作用によって成長して形成されたと考えられる。この場合、密度ゆらぎの大きい領域ほど早く天体が形成されるので、構造形成の歴史を明らかにするには、密度ゆらぎがどのように宇宙に分布しているのかを知ることが鍵となる。そのための手段をここでは紹介するが、まず準備として、密度ゆらぎの分布について見てみよう。

密度ゆらぎの分布を表すには、図1に描かれているような密度ゆらぎのスペクトルと呼ばれる量を用いるのが便利である。これは、宇宙空間の中から任意の大きさ R の領域を切り出してきた時に、その領域が持つ密度ゆらぎの平均的な大きさ σ を表している。横軸は、この領域から形成される天体の質量 M にも対応している。例えば、赤方偏移 $z=1000$ という昔の宇宙ではわずかな大きさでしかなかった密度ゆらぎでも、時間が経つにつれて成長し、やがて σ が1のオーダーを越えた領域では天体形成が可能になる。どのスケールでいつゆらぎが1を越えるか、つまりどのスケールの天体がいつ形成されるかは、密度ゆらぎスペクトルの「形」と「振幅」によって指定されることになる。

密度ゆらぎスペクトルの形は、ゆらぎが生まれ出された過程や宇宙に存在する物質の種類などによって決まるが、図1には現在最も標準的なモデルと考えられる冷たいダークマター(CDM)が宇宙を満たしているモデルで予想される形が描かれている。この場合には、 R が小さいほど密度ゆらぎが大きいため、宇宙の構造形成は、小さい天体から大きい天体へとボトムアップ的に進んだと考えられる。ちなみに、宇宙の構造形成にとって重要なのは、ダークマターの正体よりもむしろ、それが作り出すスペクトルの形である。

一方、密度ゆらぎスペクトルの振幅は、現在のところ観測によって決めるしかないフリーパラメータである。

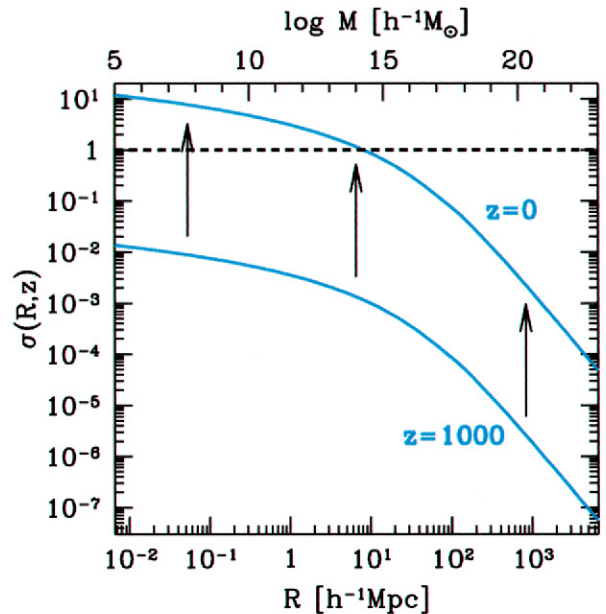


図1 密度ゆらぎのスペクトル。横軸は宇宙の任意の長さスケール R 、あるいは対応する質量スケール M 、縦軸はそのスケールを半径とする領域内における密度ゆらぎの平均的な大きさ σ を示す。スペクトルの形は標準的なCDMモデル、振幅は $\sigma_8=1$ が採用されている。

歴史的な理由により、通常この振幅は σ_8 と呼ばれる量によって表される。図1には、 $\sigma_8 = 1$ の場合が描かれていて、これは $R = 8h^{-1} \text{ Mpc}$ (1Mpcは326万光年、 h はハッブルパラメータ)、 $z = 0$ (現在)でのゆらぎの大きさがちょうど1となっていることを意味する。この場合、現在形成されつつある構造は、銀河団の質量スケール $10^{15} M_\odot$ にほぼ対応することになる。

CMBの観測からは、 $z = 1000$ という過去の宇宙におけるスペクトルの形と振幅が決定される。かつてCOBE衛星では1000 Mpcを越える大スケールでのゆらぎしか調べられなかったが、最近のWMAP衛星では、分解能が格段に向上したために、10 Mpc付近までの密度ゆらぎスペクトルを測定することが可能となった。これによって、 $R > 10 \text{ Mpc}$ におけるスペクトル形は、図1に示したCDMモデルの予想とよく一致していることが実証されている³⁾。

これに対し、銀河団の観測では、本質的に現在の宇宙 ($z = 0$) において密度ゆらぎスペク

トルを測定することになる。図1に示されているように、 $z = 1000$ の時点と比較すると、密度ゆらぎは約1000倍に増幅されている。銀河団の質量スケールはほぼ $R = 8h^{-1} \text{ Mpc}$ に対応するので、特に σ_8 を決めるのに適している。銀河団とCMBの観測は、 $z = 0$ と1000という異なる時刻でそれぞれ独立に密度ゆらぎを決定できるので相補的であり、これらを組み合わせることで、密度ゆらぎの成長過程を検証することもできる。

2.2. 銀河団の質量関数

銀河団を用いて、密度ゆらぎスペクトルについての情報を引き出すには、銀河団の質量関数が用いられる^{4), 5)}。質量関数とは、与えられた質量を持つ天体が、いつ、いくつ存在するかを表す統計量であるが、銀河団に対しては密度ゆらぎスペクトルと宇宙論パラメータを指定することで定式化される⁶⁾。ただし、銀河団の質量を精度良く測定するのは大変難しい作業であるため、実際の観測データとの比較は、より観測しやすい光度や温度をパラメータとした統計量に変換して行われる。そのためには、適当な理論モデルを用いて、銀河団の質量を光度や温度に結びつけることになるので、この段階での不定性には十分注意しなければならない。

図2は、銀河団の質量関数をもとに理論的に予言されたX線個数計測 (ナンバー・カウント) が描かれている⁵⁾。これは、銀河団から我々に届くX線のフラックス S と、 S 以上のフラックスを持って天球面上の単位立体角あたりに存在する銀河団の数 $N(>S)$ をプロットしたものである。観測データは、X線衛星ROSATによって得られた約300個の銀河団からなっている^{7), 8)}。この図から明らかなように、理論的に予想される銀河団の数は密度ゆらぎの振幅 σ_8 に極めて敏感であり、 σ_8 のわずかな違いを観測データとの比

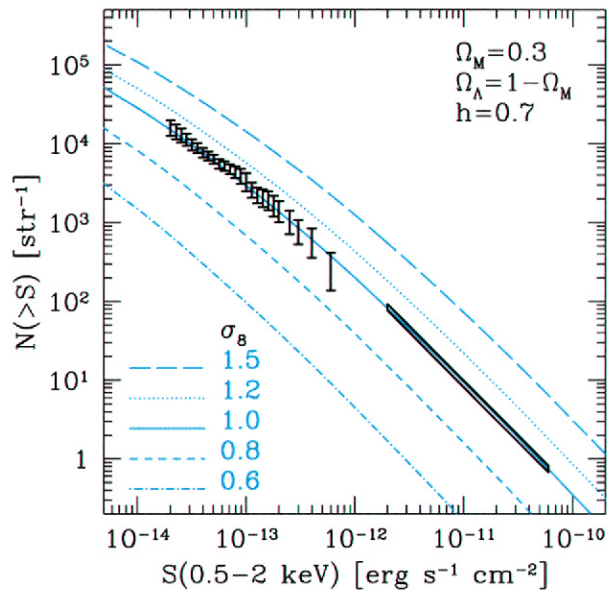


図2 銀河団のX線個数計測による理論モデルとデータの比較例。理論モデルは、標準的な宇宙論パラメータを仮定し、 σ_8 を変化させている。観測データは、X線衛星ROSATによる約300個の銀河団サンプル^{7), 8)}。

較によって区別できる。また、ここで考えている理論の枠内で、観測データを非常に良く再現できるモデルが存在することもわかった。

観測と理論を比較した結果をまとめたのが図3である。銀河団の観測データを説明するような σ_8 は、宇宙の物質密度パラメータ Ω_M とともに変化するものの、他の宇宙論パラメータにはほとんどよらない。一方、同じ図上には、CMB観測から示唆される σ_8 も重ねてあるが、こちらは Ω_M の値ごとに $z=1000$ から $z=0$ への密度ゆらぎの成長の効果を補正したものである（宇宙定数が存在する平坦な宇宙であることも仮定されている）。WMAPによる最近の結果は、かつてCOBEと銀河団観測の組み合わせによって支持されていた $\Omega_M \sim 0.3$ 、 $\sigma_8 \sim 1$ の制限領域と見事に一致している。このことは、宇宙の物質密度、密度ゆらぎスペクトルの振幅、 $z=1000$ から 0 への密度ゆらぎの成長率、の三者が互いに整合しつつ決定されたことを意味している。

このように、銀河団は宇宙論の便利な道具になるが、その能力にはおのずと限界がある。例えば、図3に示された銀河団による σ_8 の値には $\pm 20\%$ 程度の誤差がついていて、これには銀河団の質量とX線光度を結びつけるのに用いられた銀河団モデルのさまざまな不定性が寄与している。実際、Chandraなどによって明らかになってきた銀河団の複雑な内部構造、平衡からのずれ、非球対称性などは、銀河団を用いた宇宙論研究をさらに精密化する上では厳しい制約となる。しかし一方で、これらはいずれも銀河団物理についての理解をさらに深める上では貴重な手がかりとなる。そこで次に、個々の銀河団の内部に視点を移し、その物理過程を解明する試みについて述べていく。

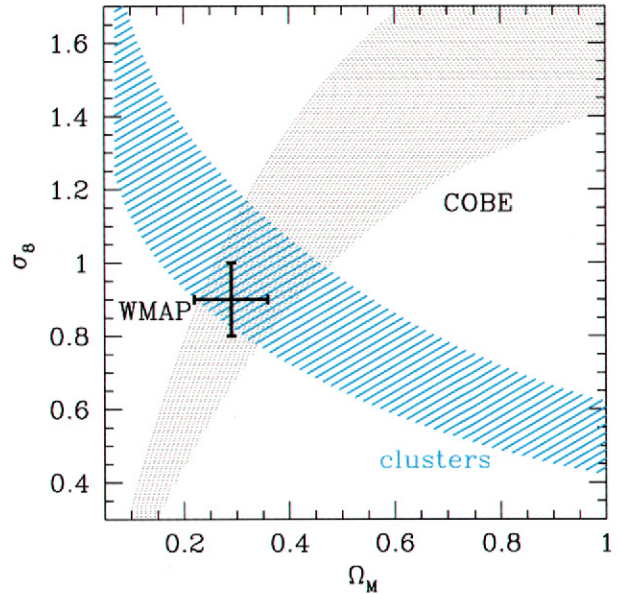


図3 密度ゆらぎの振幅 σ_8 と物質密度パラメータ Ω_M の信頼領域のまとめ。青の斜線は銀河団のX線個数計測⁵⁾、黒の点線はCOBE⁹⁾エラーバーはWMAP³⁾による結果をそれぞれ表す。

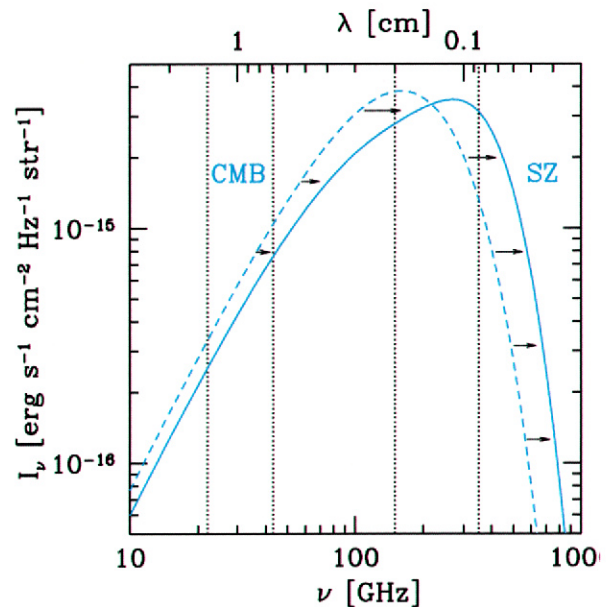


図4 CMB(破線)とSZ効果(実線)のスペクトルの概念図。点線は我々がSZ効果の観測を行ってきた波長を示す。

3. 銀河団物理の解明に向けて

3.1. Sunyaev-Zel'dovich 効果

ダークマターに次ぐ銀河団の主成分であるガスの観測は、長年 X 線の独壇場であったが、これと相補的な手段として近年目覚ましい発展を遂げているのが Sunyaev-Zel'dovich (SZ) 効果¹⁰⁾である。銀河団ガスは、 10^8 K もの高温であるため、この中を通過してくる CMB 光子 (~ 3 K) は逆コンプトン散乱を受けてエネルギーが叩き上げられる。このため、銀河団が存在する方向では、図 4 に示されているように CMB のスペクトルがプランク分布からわずかに高周波側にずれる。これが SZ 効果であり、以下のようなユニークな特性を持つ。

1. SZ 効果を受けた銀河団は、Rayleigh-Jeans 領域 (センチ波・ミリ波) では CMB よりも輝度の低い「負のソース」、Wien 領域 (サブミリ波) では輝度の高い「正のソース」として観測される。
2. SZ 効果の強度は、電子密度と温度の積 $n_e T$ に比例する。このため、 $n_e^2 T^{1/2}$ に比例する X 線放射と比べ、温度に対して相対的に高い感度を持つ。
3. 観測される SZ 効果の強度は、見かけ上赤方偏移によらないので、原理的に遠方銀河団の検出に適している。これは、銀河団で放射された時点での強度が CMB のエネルギー密度とともに $(1+z)^4$ に比例して増大し、我々に届くまでの強度減少の効果 $(1+z)^{-4}$ と相殺するためである。

上に述べたそれぞれの特性を活用した研究を、筆者らは進めてきた。まずサブミリ波 (350 GHz) では、ハワイの J.C. Maxwell 望遠鏡上の検出器 SCUBA を用い、初めて「正のソース」としての銀河団イメージを得ることに成功した¹¹⁾ (図 5 上)。従来の SZ 効果観測は、全て「負のソース」に対するものであり、サブミリ波での検出は困難視されていたが、我々は全天で最も強い SZ 効果強度が期待される銀河団 RXJ1347-

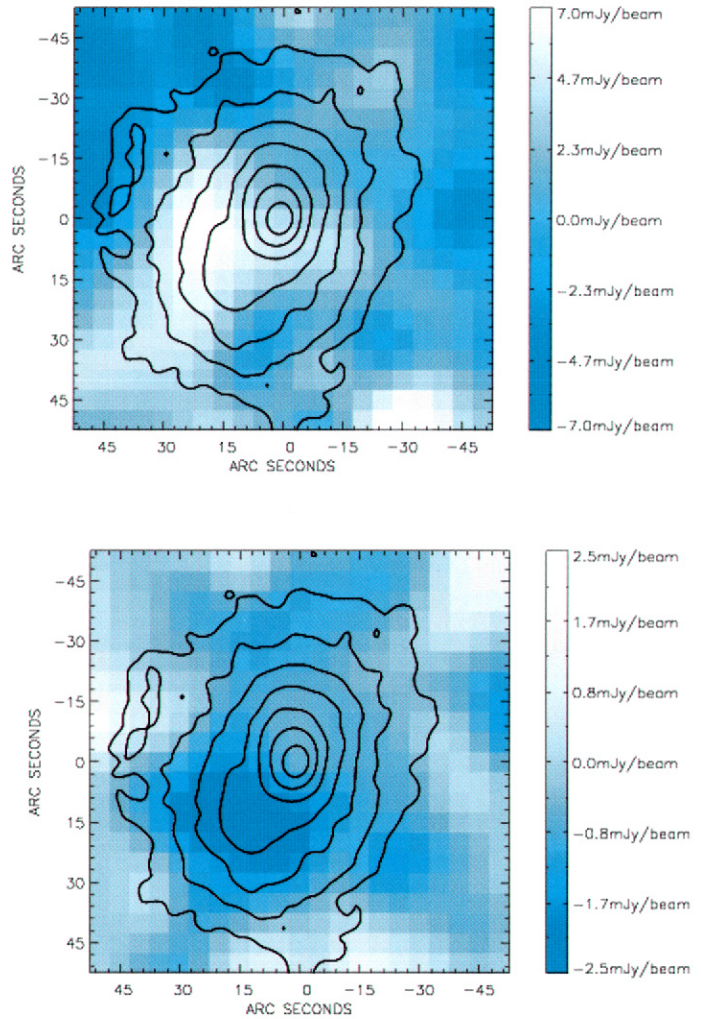


図5 サブミリ波 (350 GHz, 上図) とミリ波 (150 GHz, 下図) における銀河団 RXJ1347-1145 の 2 次元イメージ¹⁴⁾。実線は Chandra による X 線表面輝度の等高線。いずれも、中心から約 100 kpc (20") ずれた地点に、放射の増加が認められる。

1145 ($z = 0.45$) をターゲットとして選ぶことによって検出が可能となった。この検出は、現在国内外で開発が進められている次世代サブミリ波観測機器にとっても、SZ 効果が有力な観測対象となりうることを実証している。

また、同じ銀河団に対して、ミリ波 (150 GHz) では、野辺山 45 m 望遠鏡上の検出器 NOBA によって、SZ 効果としては従来で最も高分解能 (13") の観測を行った。この結果、この銀河団の中心から約 100 kpc (20") 南東部に離れた領域に、非一様なガスの分布が存在することを発見した¹²⁾ (図 5 下)。このような内部構造は、それまでの ROSAT や ASCA による X 線観測では見つかっておらず、SZ 効果によってのみ見えていることから、非常に温度の高いガスの塊であることが予想される。この予想は、実際にその後 Chandra による高分解能の X 線観測で追認された¹³⁾。SZ 効果と X 線のデータを合わせた解析の結果、この内部構造は温度 3×10^8 K 程度、ガス質量 $10^{12} M_{\odot}$ 程度を持ち、激しい衝突を経て間もない状態にあることが示唆されている¹⁴⁾。

更に、国内の複数の研究グループが協力しながら、野辺山 45 m 望遠鏡を用いて、より系統的な SZ 効果観測を 22 GHz, 43 GHz 帯において進めている。観測天体の中には、未だ SZ 効果では検出例のない、赤方偏移 1 を越える銀河団も含まれている。現在までの観測では SZ 効果の強度に対する上限値が得られているのみであるが、今後検出に成功すれば、遠方銀河団の新しい研究分野が切り開かれることになるであろう。理論的には、SZ 効果を用いた将来のサーベイ観測によって、既知の X 線銀河団をはるかに上回る数の遠方銀河団が新たに検出されることが予想されている¹⁴⁾。遠方銀河団の観測は、銀河団そのものの進化を研究するのに役立つばかりでなく、2 節で述べたような構造形成のシナリオを、中程度の赤方偏移 ($z = 2 \sim 3$) で更に検証する上でも重要である。

SZ 効果と言えばハッブルパラメータを測定するための手段として紹介されることが多いが、今後はさらに銀河団物理の研究手段としての意義が増していくものと思われる。とりわけ、上で述べたように、RXJ1347-1145 の内部構造を Chandra に先立って発見したことは、従来 X 線のフォローアップ的性格が強かった SZ 効果の観測が、独立に銀河団物理を探る能力を持つことを実証した良い例だと言えるだろう。このような研究が可能となった背景には、10" 程度の分解能でのマッピング観測が可能になってきたことが挙げられる。一方、空間分解能力をもつ既存の X 線検出器のエネルギー帯は全て 10 keV (温度 10^8 K に対応) 以下に限定されているため、 10^8 K を有意に越えるガス温度を測定することは難しい。このような高温ガスの空間構造から銀河団の活動性を調べるには、現状では SZ 効果が最も適していることを強調しておきたい。

3.2. ガスの冷却可能性

銀河と銀河団は、いずれも宇宙初期の密度ゆらぎが成長して形成されたと考えられるが、それぞれの性質には大きなギャップが存在する。例えば、銀河中のバリオンの主成分は星であるのに対し、銀河団ではガスである。また、ガスだけに着目しても、銀河ディスク内のガスの密度は、銀河団ガスよりも数桁高い。この違いを生み出している原因は、現在のところ、ガスの冷却とそれに続く星形成の効率の違いであると考えられている。つまり、銀河ではガスが効率良く熱エネルギーを失って冷却・収縮し、星形成が進んだが、銀河団ではそうならなかったということである。実際、銀河団ガスの温度や密度をもとに、ガスが冷却するのに必要な時間スケールを見積もると、中心部以外では宇宙年齢よりも長くなり、上の考え方が支持されている。

ただし、ここで問題となるのが銀河団中心部の振舞いである。ガスの冷却を担う放射過程は一般に 2 体反応であるので、冷却の効率はガス密度の 2 乗に比例して急激に増加する。このため、多くの銀河団の中

心部では、冷却の時間スケールは宇宙年齢の 1/10 以下になる。一度ガスが冷却し始めて収縮が起ると、冷却効率は密度とともに更に上がるので、冷却は加速し、ガスが中心部に流入し続けると自然に予想される。これが、いわゆる「冷却流 (クーリング・フロー)」の考え方である¹⁶⁾。冷却流の有無については、長年議論が重ねられてきたが、XMM-Newton などによる最近の X 線観測からは、このような銀河団の中心部でゆるやかな温度低下は認められるものの、全て 10^7 K 程度で下げ止まっていることが、明らかになってきた¹⁷⁾。また、中心部への質量流入の速さも、単純な冷却流モデルの予想より 1 桁以上小さい。これらのことは、銀河団中心部におけるガスの冷却が、何らかの理由によって、普遍的に妨げられていることを意味している。

では、一体何がガスの冷却を妨げているのであろうか? 一つの可能性としては、熱伝導が挙げられている¹⁸⁾。しかし、熱伝導の効率は温度が減少すると急激に低下するので、比較的高温の銀河団にしか影響を与えることはできない。しかも、万一熱伝導が効き過ぎると、ガスはほぼ完全に等温化されて観測と合わなくなるので、適度な値に効率が調整されなければならない。磁場が存在すると電子の運動が阻害されることを利用して、熱伝導の効率を調整しようとする試みもあるが、異なる温度の銀河団に対する普遍的な答えとはなり得ない。別の可能性としては、中心部の AGN による加熱も挙げられている。しかし、最も単純な輻射による加熱では、ガスが光子との散乱によって加熱される効率が非常に小さいため、莫大な輻射量が必要となってしまう。ジェットなどによる力学的な加熱が効く可能性もあるが、そのような活動の見つかっていない銀河団でも冷却が阻害されている事実を説明するのは困難である。更に、銀河の運動エネルギーが何らかの要因で散逸されてガスに与えられたような場合を仮想的に考えても、銀河の全運動エネルギーを上まわるほどのエネルギーが散逸し続けなければ、観測を説明することはできない¹⁹⁾。

以上のように、この問題は未解決であり、現在のところ満足な答えは見つかっていない。冷却率や熱伝導率などはガス温度に依存するにも関わらず、温度分布の形が銀河団によらずほぼ普遍的な形をしていること、冷却率はガス密度の 2 乗に比例するのに対し、加熱率は一般に正比例しかないため、冷却を阻害するには莫大な熱エネルギーが必要となること、などが問題を難しくしている。ガスの冷却可能性は、銀河団のみならず、銀河形成との関連も深い重要な課題なので、更なる研究の進展が期待される。

4. まとめ

銀河団を用いると、現在の宇宙における観測データから密度ゆらぎの性質を探ることが可能となる。これに対し、WMAP 衛星による CMB の観測は、過去の宇宙における密度ゆらぎの性質を高い精度で決定した。両者から独立に得られた密度ゆらぎスペクトルの振幅は一致しており、重力による密度ゆらぎの成長を土台とした構造形成理論を強く裏づける結果となっている。

また、WMAP によって宇宙モデルの大枠が確立されたことは、銀河団の形成・進化の過程をさらに精密に論じるための枠組みが整ったことを意味している。一方、X 線衛星 Chandra や SZ 効果などによる最新のデータからは、銀河団の新しい姿が次々とあらわになると同時に、未解決の問題も数多く提起されている。このような状況は、銀河団物理の研究を推進する上ではまさに好機であると言えるだろう。現在未解決の問題には、銀河団をかたちづくっているダークマター、ガス、銀河それぞれの性質が密接に結びついていると思われるものが多い。したがって、その解明には異なる波長帯での観測をうまく組み合わせることが必要であり、既存の観測機器に加えて Astro-F、Astro-E2、ALMA などの次世代機器も大きな役割を果たすと期待される。このような多波長観測を駆使した研究に今後も力を尽くしていきたいと考えている。

本稿は、2003 年 3 月の日本天文学会春季年会 (東北大学) における研究奨励賞受賞記念講演の内容に

もとづくものです。受賞に対し、日本天文学会会員の皆様に感謝申し上げます。また、本稿で紹介した研究の共著者であり、多くの助言を頂いた須藤 靖氏、政井邦昭氏、佐々木 伸氏、小松英一郎氏、服部 誠氏、松尾 宏氏と、図5の加工を手伝ってくださった桑原 健氏に感謝致します。

参考文献

- 1) White S.D.M., Navarro J.F., Evrard A.E., Frenk C.S., (1993) *Nature* 366, 429
- 2) 藤田 裕, 2002, 天文月報 9 月号
- 3) Spergel D.N., et al., 2003, *ApJS* 148, 175; 小松英一郎, 2003, 天文月報 9 月号
- 4) Kitayama T., Suto Y., 1996, *ApJ* 469, 480
- 5) Kitayama T., Suto Y., 1997, *ApJ* 490, 557
- 6) Press W.H., Schechter P., 1974, *ApJ* 187, 425
- 7) Ebeling H., Edge A.C., Böhringer H., Allen S.W., Crawford C.S., Fabian A.C., Voges W., Huchra J. P., 1998, *MNRAS* 301, 881
- 8) Rosati P., Della Ceca R., Norman C., Giacconi R., 1998, *ApJ* 492, L21
- 9) Bunn E. F., White M., 1997, *ApJ* 480, 6
- 10) Sunyaev R. A., Zel'dovich Ya. B., 1972, *Commts. Astrophys. Space Phys.* 4, 173
- 11) Komatsu E., Kitayama T., Suto Y., Hattori M., Kawabe R., Matsuo H., Schindler S., Yoshikawa K., 1999, *ApJ* 516, L1
- 12) Komatsu E., et al., 2001, *PASJ* 53, 57
- 13) Allen S.W., Schmidt R.W., Fabian A.C., 2002, *MNRAS* 335, 256
- 14) Kitayama T., et al. 2003, *PASJ*, submitted
- 15) Kitayama T., Sasaki S., Suto Y., 1998, *PASJ* 50, 1
- 16) Fabian A.C., 1994, *ARA&A* 32, 277
- 17) Tamura T., et al., 2001, *A&A* 365, L87
- 18) Takahara M., Takahara F., 1979, *Prog. Theor. Phys.* 62, 1253
- 19) Kitayama T., Masai K., 2003, *Proc. of Workshop on Galaxies and Clusters of Galaxies*, eds Ohashi T., Yamasaki N., p.71

Cosmology with Multiwavelength Observations of Clusters of Galaxies

Tetsu KITAYAMA

Department of Physics, Toho University Miyama, Funabashi, Chiba 274-8510 Japan

Abstract: As the largest structure in the Universe, clusters of galaxies have widely been used as a probe of cosmological parameters and density fluctuations. The advent of new observatories such as Chandra, XMM-Newton and WMAP is now leading us to a new era of researches of galaxy clusters. We outline the significance of cosmological studies with multiband observations of galaxy clusters, including that of the Sunyaev-Zel'dovich effect, and discuss their future directions.