

チャンドラで見た銀河団

藤田 裕

〈国立天文台理論天文学研究系 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: yfujita@th.nao.ac.jp

一秒以下という X 線領域では今までにない高角度分解能を持つアメリカの X 線天文衛星チャンドラは、さまざまな種類の天体の観測で成果を挙げているが、銀河団の観測においてもすばらしい成果を挙げている。「単純で静かな天体」と考えられていた銀河団も、実は複雑な構造を持ち、内部では激しいガスの運動が起きている。本記事ではチャンドラによって観測された銀河団内部の巨大な塊の運動と電波銀河と銀河団ガスの激しい相互作用について述べ、関連する銀河団の研究について紹介する。

1. はじめに

銀河の集団である銀河団は宇宙最大の天体である。一つの銀河団に含まれている銀河の個数は数十から数千、一つの銀河団の大きさは百万パーセクにもなる（1パーセクは3.26光年）。銀河と銀河の間の空間は、光（可視光）で見ると真っ暗であるが、光より波長のずっと短い電磁波である X 線で見るとほんやりとしたガス（銀河団ガス）で覆われていることが分かる。このガスは銀河団全体を包んでおり、温度は1億度に達し、イオンと電子が分離したプラズマ状態になっている。ガスの密度は大変薄く、1リットルに1個程度の粒子しか存在しないが、何しろ銀河団が大きいので、全体の質量は太陽質量の 10^{13} から 10^{14} 倍にもなる。これは銀河団中の銀河の質量を全部足し合わせたものよりも一桁ほど大きい。つまり質量から見ると、銀河団では銀河はマイナーな成分ということになる。それでは銀河団の主成分は高温の銀河団ガスかという、そうではない。いくつかの方法（銀河団中の銀河の速度、重力レンズ、X線の分布などを用いる）から銀河団の重力を生み出している物質の総量が求められているが、それは銀河団ガスよりも今度は一桁ほど大きい。重力を生み出している物質全体から銀河団ガスと銀河を引いた残りの物質

の正体は分かっておらず、「ダークマター」と呼ばれている。ダークマターは銀河団の中だけではなく、宇宙全体に存在しているものと考えられている。銀河団の構造について詳しく調べる場合、主成分であるダークマターについてまず調べたいところであるが、残念ながらダークマターは「ダーク」(dark)であるがゆえ、直接観測することができない。そこで、次に質量比が大きい銀河団ガスを調べるのがよいということになる。例えばダークマターと銀河団ガスは互いに重力で引き合っているので、銀河団ガスがたくさん観測されるような場所には、ダークマターもたくさんあると推定できる。

銀河団ガスについて調べることで、銀河団の構造以外にもいろいろわかることがある。生まれた直後にはほぼ一様であった宇宙が、現在の多様で複雑な姿になる過程を説明する標準的な階層的構造形成モデルは、天体は小さいものが最初にできて、次第にそれが集まりながら大きいものができたと予言している¹⁾。この予言が正しければ、宇宙で最も大きい天体である銀河団は、ごく最近にできたか、あるいは形成中の天体ということになる。したがって銀河団を詳しく調べれば、天体形成の様子が明らかになるはずで、このことから階層的構造形成モデルの検証ができる。特に銀河団ガスを観測することで、銀河団が形成中であるという明らかな



証拠を得ることができる。例えば二つの小さな銀河団が衝突して一つの大きな銀河団になる場合に、銀河団ガス中に衝撃波が発生することがあるが²⁾、これは銀河団ガスの中の高温の領域として実際に観測することが可能である³⁾。銀河団中の銀河の速度分布の乱れからも、銀河団が合体中であるかどうかの情報を得ることができるが、残念ながら銀河団ガスの観測ほど明確な答えは得ることができない。一方、銀河団ガス自身もプラズマ物理学にとって重要な情報を与える。銀河団ガスのような巨大で大変希薄なガスというものは地球上では再現不可能なものであり、その性質は銀河団ガスを調べることによってはじめて明らかになる。X線を放射する銀河団は以前から日本の「ぎんが」、「あすか」、諸外国の「アインシュタイン」、「ローサット」といったX線観測機器によって観測されてきた。古いX線観測機器では、角度分解能に乏しいこともあり、銀河団は複雑な構造があまり見えない、非常に滑らかなX線分布を持つつっぱりとした「単純で静かな天体」として観測をされていた。さて、1999年にアメリカが打ち上げた「チャンドラ」衛星は、X線で天体観測を行う望遠鏡としてははじめてとなる一秒以下の角度分解能で、銀河団の構造、銀河団ガスの性質の解明を目指した。以下にチャンドラで新たに明らかになった銀河団の姿について解説する。

2. 銀河団の中の大きな塊

以前銀河団は非常に滑らかなX線分布を持った天体として観測されていたわけであるが、当時これは銀河団の中でダークマターや銀河団ガスが良く混ざっているためであると解釈する人もいた。しかしチャンドラのような高い角度分解能を持った観測装置によって、銀河団によってはこの解釈は正しくないことが明らかになった。図1はチャンドラ

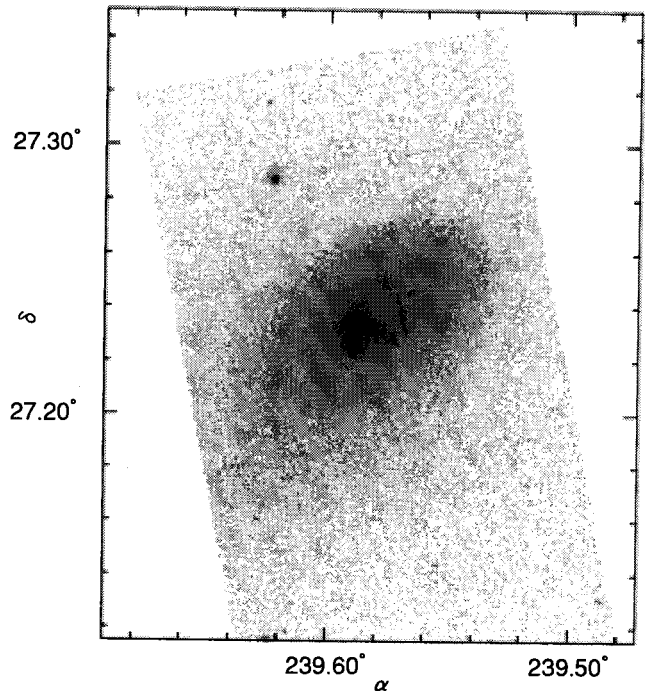


図1 チャンドラで撮影した銀河団 Abell 2142 の中心部。黒いところがX線で明るいところ。
(Markevitch et al., 2000, ApJ 541, 542. AAS の許可を得て転載)

で観測した Abell 2142 という銀河団である⁴⁾。この図では見やすくするために色を反転しており、色の濃いところはX線が強く明るいところ、つまり銀河団ガスの密度が高いところである。この画像は銀河団の中心部だけを見たものであり、銀河団はこの図の外にも広がっている。図の中心に楕円形をした色の濃いところがあるのが分かる。これは銀河団の中のダークマターが良く混ざっておらず、巨大な塊として存在していて、その中にガスが局所的に溜まっているからだと現在は考えられている。塊の速度は、塊の周囲の圧力分布から間接的に求めることができる。それによると Abell 2142 の塊は銀河団の中で静止してはおらず、秒速 900 km/s もの高速で図の右上のほうに運動していると推定されている。このような巨大な楕円形の塊がある銀河団は他にもいくつか観測されている。速度は大体マッ

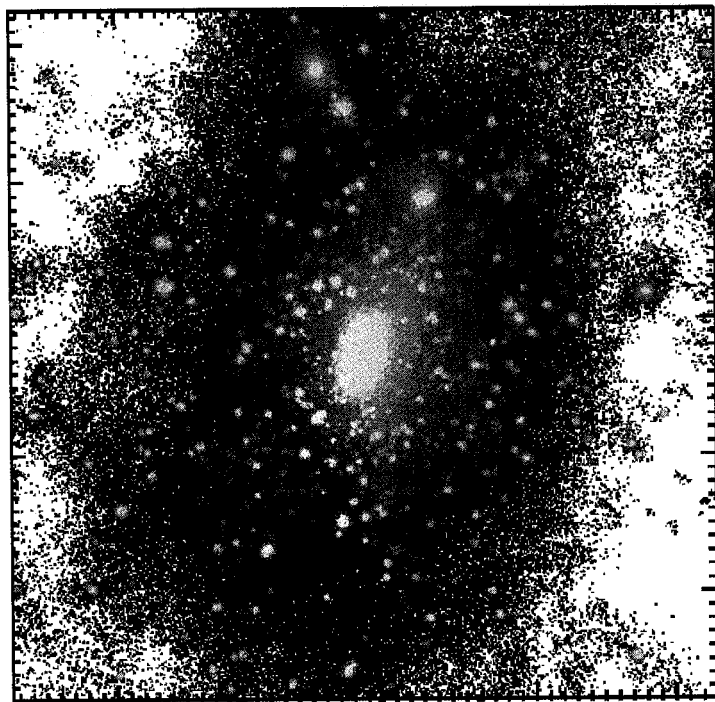


図2 高解像度N体数値シミュレーションによる銀河団。
(Okamoto & Habe 1999, ApJ 516, 591. AASの許可を得て転載)

ハ数にして1前後のものが多いようである。

銀河団の中ではダークマターは良く混ざっておらず、塊が多数存在するという事は、実は最近のコンピュータによる大規模数値シミュレーションによっても予言されていた。図2はコンピュータによって計算された銀河団の中のダークマター分布である⁵⁾。この図全体が1つの銀河団をあらわしている。中心の白いところに多数のダークマター粒子が集まっているが、その周りにも多数の白いダークマターの塊が存在している。Abell 2142などで観測されている塊はこのような塊の中でも特に大きいものと考えられており、実際に観測で求めた大きさは30万パーセクにもなる巨大なもので、質量は 10^{13} 太陽質量にも達し、銀河の質量を大きく超え、小さな銀河団(銀河群)に匹敵する。数値シミュレーションの結果などから、これらの塊は銀

河団が形成される前に、銀河団が将来できる領域で成長した天体で、銀河団が形成されたときに銀河団の中に落ち込んだものと考えられている。チャンドラで観測されたような巨大な塊が銀河団の中にどれだけあるはずかということは、コストと時間のかかる数値シミュレーションに頼らなくても、解析的にある程度予想できる⁶⁾。それによると3つの銀河団で1つ見つかるかどうかという程度である。チャンドラで観測した銀河団の数はまだそれほど多くはなく、その解析的な予想が統計的に正しいかどうか結論するにはもう少し待つ必要があるが、今ぐらいの頻度で見つっている分には予想は観測と矛盾していないといえるであろう。

さて図1はX線で観測したものであるから、正確に言うとも色の濃いところはダークマターの分布では

なく、あくまで塊の重力にひきつけられているガスの分布である。よく見ると右上のふちが非常にシャープであることがわかる。天文学研究者はこのような構造を見ると、まず衝撃波を思い浮かべることが多い。つまり塊が超音速で銀河団の中を運動することで、その前方に衝撃波が発生し、ガス密度の段差ができることで、このようなX線の構造が見えているのだというわけである。もしこの構造が衝撃波だとすると、衝撃波の上流、つまり境界の右上のX線で暗くガス密度の小さい領域では温度が低く、衝撃波の下流、つまり境界の左下のX線で明るくガス密度の高い塊の側の領域では温度が高くなっているはずである。ところがチャンドラによる観測によるとまったく正反対で、塊の側のガスの温度は周囲の銀河団ガスよりもかなり低く、図1の銀河団の場合は半分ほどである。したがっ

て衝撃波ではないということになる。現在のところ、シャープな境界は塊の中に溜まった比較的冷たいガスと、高温の銀河団ガスがじかに接触している境界面（接触境界面）であると考えている人が多い⁷⁾。しかし流体力学の観点から見ると、この考え方も実は不自然であることがわかる。最初にも述べたように、銀河団は全体として銀河団ガスに覆われている。もし塊が観測で示唆されているように、その中に溜まったガスとともに銀河団の中を高速で動いてすると、塊のガス（図1の色の濃いところ）と銀河団ガス（図1の色の薄いところ）は接触境界面で大きな相対速度を持つことになる。この場合もし塊の重力が非常に大きくない限り、ケルビン=ヘルムホルツ不安定という現象が2つのガスの境界で発生すると考えられる。この不安定が発生す

ると、境界はでこぼこになり、やがて2つのガスは混ざり、境界ははっきりしなくなるはずである。これは図1で見られるはっきりした境界と明らかに矛盾する。境界を安定化させるメカニズムとしては磁気圧などが考えられているが⁸⁾、まだ研究は始まったばかりで、結論は出ていない。またそもそも観測で見えているX線の表面輝度の段差は接触境界面ではなく、塊の「内側」に発生した衝撃波（リバースショック）であると主張している人もいる⁹⁾。一方ですべての銀河団において塊がはっきりしたガスの境界を持つかというところではない。図3 a（表紙）にそのような銀河団（Abell 133）のX線画像を示す¹⁰⁾。明るい色をしたところがX線の放射が強いところ、つまりガス密度が高いところである。図の半分ほどの大きさを占める明るいオレンジ色をした部分全体が銀河団の中を動く塊の領域であるが、その外側の銀河団ガス（暗いオレンジ色）

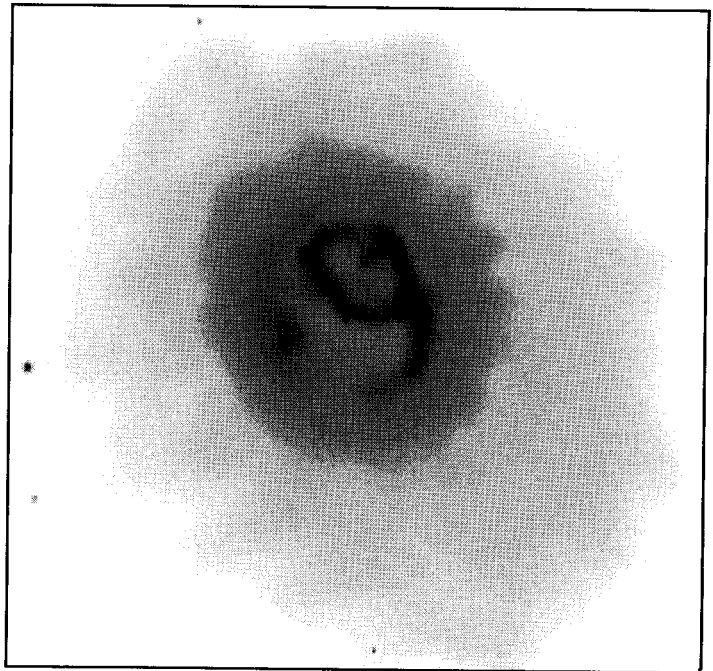


図4 チャンドラで撮影した銀河団 Abell 2052 の中心部の X 線画像。黒いところが X 線で明るいところ。

(E. L. Blanton 氏提供)

とはっきりとした境界は見られない。さらにこの銀河団の場合、よく見ると明るいオレンジ色の中に白いつぶがいくつか見られるのがわかる。調べてみたところこの白いつぶは、銀河のような天体ではなく、単にガスが小さく固まっているだけのようなのである。詳しい解析によると、この銀河団では塊の重力が弱いためケルビン=ヘルムホルツ不安定が発達して、塊の中のガスがばらばらになりつつあるようである。図2の数値シミュレーションに見られるたくさんの塊の大部分は質量が小さすぎて重力が弱く、銀河団の中で動き回ると、（たとえ多少の磁気圧があったとしても）銀河団ガスとの相互作用によるケルビン=ヘルムホルツ不安定や銀河団ガスからのラム圧により、もともとそれらの塊に付随していたガスを引き付けておくことができないと考えられる。Abell 133 中の塊は、そのような小さな塊と Abell 2142 で観測されたような、多少の磁気圧の



助けを借りればガスを十分引き付けておくことができる巨大な塊の中間的なものであろう。

塊の中の速度がマッハ1を大きく越えると、塊の進行方向にはっきりとした強い衝撃波が発生するはずである。理論的にはこのような高速で動く塊は比較的少ないと予想されるが⁶⁾、観測的には少ないながらも見つかっている。銀河団1E 0657-56の場合、塊はマッハ2から3で動いていると推定され、実際衝撃波に伴う温度と密度のジャンプが観測されている¹¹⁾。またこうした強い衝撃波の領域では、高エネルギー粒子の加速が行われていて、そこではシンクロトロン電波放射や逆コンプトン放射が発生していると考えられている¹²⁾。またこうした高速の塊の運動は、近い将来に日本が打ち上げるASTRO-E2によって、ドップラー効果を検出することで直接的に観測できるであろう。

3. 電波銀河と銀河団ガスの激しい相互作用

銀河団はその中心にcD銀河と呼ばれる並外れて大きい楕円銀河を持つことが多い。一方銀河の中には強い電波を出しているものがある。このような銀河を電波銀河と呼ぶ。cD銀河は電波銀河でもあることが多い。電波銀河の活動源は中心にある 10^8 太陽質量にもなる巨大なブラックホールであると考えられている。このような中心に電波銀河を持つ銀河団をチャンドラで見たと、非常に複雑な構造が明らかになった。図4はその一例で、Abell 2052と呼ばれる銀河団の中心部のX線画像である。黒い部分はX線が強く、ガス密度が高い領域である。黒いガス密度が高い部分が9の字になっていることがわかる。少しわかりにくいかもしれないが、よく見ると9の字の下の部分は実はつながっていて8の字になっている。8の字の2つの丸の中はX線で暗くガス密度が小さい領域である。つまり銀河団の中心に泡が2つあるということである。泡の大きさは数十キロパーセクほどである。もし泡の中が完全な真空だとすると圧

力がないので、周りの銀河団ガスの圧力によってつぶれてしまうはずであるが、実際はつぶれていないので何かあるはずである。一方電波による観測によると、泡の中からシンクロトロン放射と呼ばれる電波放射が観測されている。シンクロトロン放射は非常に高いエネルギーの電子から出るので、泡の中にはX線を放射する銀河団ガスよりもさらに高エネルギーの粒子が存在していると考えられている¹³⁾。

この泡はどうやってできたのだろうか。あるいは泡の中の高エネルギー粒子はどこから来たのだろうか。Abell 2052やほかのいくつかの銀河団では2つの泡が接触しているところ(8の字の2つの丸がつながっているところ)に電波銀河が存在する。電波銀河はしばしば180度正反対の方向を向いた2本のジェットの高エネルギー粒子を放出する。このことから、銀河団中心の電波銀河が過去に2本のジェットの高エネルギー粒子を放出し、それら粒子が銀河団ガスを押しつけて、それぞれのジェットの方向に2つの泡を作ったと考えられている。Abell 2052の場合はジェットの方向が図4の上下方向だったので、泡も上下方向に2つできたのであろう。

さて、泡の中に高エネルギー粒子が存在するとしても泡の中の物質密度は大変低いので、泡は周囲よりも軽く、浮力により銀河団ガスの中を銀河団中心から離れて銀河団の外側に向かって上昇するはずである。実際いくつかの銀河団ではこのような現象の結果と思われるものが観測されている。ペルセウス銀河団ではAbell 2052のような銀河団の中心の2つの泡の外側にさらに泡が観測されている¹⁴⁾。これは銀河団中心の電波銀河が過去に活動し、泡の対を作った後、一度活動を停止し、時間をかけて泡が銀河団の外側に向かって浮力で上昇した後、再び電波銀河が活動し、銀河団中心に新しい泡の対を作ったものと考えられている。これは一方で電波銀河の活動がある時間間隔で繰り返されることを示しており、電波銀河の活動の歴史を考える上で興味深い。先に述べたAbell 133ではもっと直



冷えて温度が下がると、圧力が下がり、周囲のガスの圧力を支えることができない。結果として銀河団の中心に向かってガスが流れ込むはずである。この現象がクーリングフロー（冷却流）である。銀河団の中心のcD銀河に向かってガスが冷えながら流れ込むことから、cD銀河はこの流れ込んだガスからできたという説もあった。もしそれが本当だとすると、まさに銀河形成の現場であり、多くの研究者の興味をひきつけたのである¹⁶⁾。ところがクーリングフローという考え方には、以前から疑問も持たれていた。X線の放射率から間接的に求めると、一年間に100太陽質量ものガスが中心に流れ込んでいるはずであるが、cD銀河では一年間に（全部で）100太陽質量もの星は生まれていない。せいぜいその10分の1程度である¹⁷⁾。それでは流れ込んだガスは冷たいガスの状態であるのかといえば、そうでもなさそうである。銀河団の中心にはクーリングフロー説が予想するほどの量の冷たい中性あるいは分子ガスはない¹⁸⁾。その後日本の「あすか」によるX線の詳細な観測によって、銀河団中心での実際のガスの冷却率は従来考えられていたよりも少なさそうだとことが指摘され¹⁹⁾、最近ヨーロッパの優れたスペクトル分解能を持つX線天文衛星「XMM-Newton」の観測により、銀河団中心からは強いX線が放射されているものの、ガスは実際にはほとんど冷えていないということがかなり確かになってきた²⁰⁾。チャンドラによる観測でも、銀河団中心のガスの冷却率は従来言われていた値の10分の1程度でかなり小さいということが指摘されている²¹⁾。

銀河団中心はX線を放射することでエネルギーを失っているにもかかわらず、冷えていないという状況は、ガスが流れ込む代わりに、何らかの加熱源がそこにあることを示している。先に述べた銀河団中心の電波銀河（=cD銀河）の活動は、加熱源として非常に有力な候補である。ただ電波銀河による加熱が起きていたとしてもあまり単純なものではなさそうである。銀河団中心には電波銀

河からのジェット噴射によって泡ができるが、その周囲が衝撃波などにより加熱されて温度が上がっていると思いきや、実際には温度は下がっていることさえある²²⁾。ひとつのアイデアは泡の上昇運動が加熱源となっているというものである。泡が浮力によって上昇すると、ガスの移動がおき重力エネルギーが解放される。この重力エネルギーが加熱源となる。ある数値シミュレーションによると、泡の上昇はガスの冷却およびクーリングフローを5,000万年止めることができるとのことである²³⁾。しかしこれはほぼ5,000万年の間隔で次々泡が生まれてなければ、クーリングフローを完全に止めることができないことも示している。観測的には、例えばAbell 133の場合は、泡の上昇はクーリングフローを止めるのに必要な量の重力エネルギーを供給できることはわかっているが、その重力エネルギーが果たして効率よく銀河団ガスの加熱に使われるかどうかはわかっていない¹⁰⁾。

4. 終わりに

以上のように、最新の観測では銀河団はもはや「単純で静かな天体」ではない。巨大な塊が高速で動き回り、電波銀河によってガスがかき回されている実にダイナミックな天体である。今後ASTRO-E2によって、ガスの詳細な運動が明らかにされるであろう。さらに進化を続ける銀河団からの、X線よりも高エネルギーのガンマ線の観測も行われるかもしれない²⁴⁾。

5. 謝辞

本記事中で紹介させていただいた筆者の研究は、筆者が文部科学省在外研究員として、アメリカのバージニア大学に滞在中に行ったものです²⁵⁾。滞在中お世話になったC. L. Sarazin教授と、バージニア大学天文学科の皆さんに感謝します。また図を提供して頂いたE. L. Blanton氏、図の掲載を許可して下さったM. Markevitch氏、岡本崇氏、アメリカ天文学会(AAS)に感謝します。



参考文献

- 1) 長島雅裕, 2002, 天文月報 5月号
- 2) 滝沢元和, 内藤統也, 2001, 天文月報 4月号
- 3) Furusho T., Yamasaki N. Y., Ohashi T., Shibata R., Ezawa H., 2001, ApJ 561, L165
- 4) Markevitch M., Ponman T. J., Nulsen P. E. J., Bautz M. W., Burke D. J., David L. P., Davis D., Donnelly R. H., Forman W. R., Jones C., Kaastra J., Kellogg E., Kim D.-W., Kolodziejczak J., Mazzotta P., Pagliaro A., Patel S., Van Speybroeck, L., Vikhlinin A., Vrtilek J., Wise M., Zhao P., 2000, ApJ 541, 542
- 5) Okamoto T., Habe A., 1999, ApJ, 516, 591
- 6) Fujita Y., Sarazin C. L., Nagashima M., Yano T., 2002, ApJ, in press
- 7) Vikhlinin A., Markevitch M., Murray S. S., 2001, ApJ, 551, 160
- 8) Vikhlinin A., Markevitch M., Murray S. S., 2001, ApJ, 549, L47
- 9) Ricker P. M., Sarazin C. L., Kempner J. C., Calder A. C., Dursi L. J., Fryxell B., Lamb D. Q., Olson K., Rosner R., Timmes F. X., Truran J. W., Tufo H., Zingale M., AAS, 199, #100.16
- 10) Fujita Y., Sarazin C. L., Kempner J. C., Rudnick L., Slee O. B., Roy A. L., Andernach H., Ehle M., 2002, ApJ, in press
- 11) Markevitch M., Gonzalez A. H., David L., Vikhlinin A., Murray S., Forman W., Jones C., Tucker W., 2002, ApJ 567, L27
- 12) Fujita Y., Sarazin C. L., 2001, ApJ 563, 660
- 13) Blanton E. L., Sarazin C. L., McNamara B. R., Wise Michael. W., 2001, ApJ 558, L15
- 14) Fabian A. C., Celotti A., Blundell K. M., Kassim N. E., Perley R. A., 2002, MNRAS 331, 369
- 15) Belsole E., Sauvageot J. L., Bohringer H., Worrall D. M., Matsushita K., Mushotzky R. F., Sakelliou I., Molendi S., Ehle M., Kennea J., Stewart G., Vestrand W. T., 2001, A&A, 365, L188
- 16) Fabian A. C., 1994, ARA&A 32, 277
- 17) McNamara B. R., ApJ 443, 77
- 18) Fujita Y., Tosaki T., Nakamichi A., Kuno N., 2000, PASJ 52, 235
- 19) Makishima K., Ezawa H., Fukuzawa Y., Honda H., Ikebe Y., Kamae T., Kikuchi K., Matsushita K., Nakazawa K., Ohashi T., Takahashi T., Tamura T., Xu H., 2001, PASJ 53, 401
- 20) Tamura T., Kaastra J. S., Peterson J. R., Paerels F. B. S., Mittaz J. P. D., Trudolyubov S. P., Stewart G., Fabian A. C., Mushotzky R. F., Lumb D. H., Ikebe Y., 2001, A&A 365, L87
- 21) David L. P., Nulsen P. E. J., McNamara B. R., Forman W., Jones C., Ponman T., Robertson B., Wise M., ApJ 557, 546
- 22) Nulsen P. E. J., David L. P., McNamara B. R., Jones C., Forman W. R., Wise M., 2002, ApJ 568, 163
- 23) Quilis V., Bower R. G., Balogh M. L., 2001, MNRAS 328, 1091
- 24) Totani T., Kitayama T., 2001, ApJ 545, 572
- 25) 藤田 裕, 2002, 天文月報 1月号

**Chandra Observations of Clusters of Galaxies
Yutaka FUJITA**

*Division of Theoretical Astrophysics
National Astronomical Observatory of Japan
Osawa 2-21-1, Mitaka, Tokyo 181-8588*

Abstract: The advent of the Chandra X-ray Observatory enables us to study the intracluster medium (ICM) in clusters of galaxies with superb spatial resolution. Chandra has revealed the dynamics of substructures in the central region of clusters; in some clusters, sharp contact surfaces between the cold gas in merging subcluster cores and the hot ICM have been observed. Another important result from Chandra is the discovery of complex X-ray structures in the central regions of cooling flow clusters with radio sources. I review these observations, and introduce related works.