

# 銀河団の衝突：宇宙最大の衝突現象

滝沢 元和

〈山形大学理学部物理学科 〒 990-8560 山形市小白川町 1-4-12〉

e-mail: takizawa@sci.kj.yamagata-u.ac.jp

内藤 統也

〈山梨学院大学経営情報学科 〒 400-8575 山梨県甲府市酒折 2-4-5〉

e-mail: tsuguya@ygu.ac.jp

ASCA 衛星や ROSAT 衛星の X 線観測により、銀河団の中には高温ガスに奇妙な密度分布や温度分布を示すものがあることが分かってきた。これらは、階層的構造形成シナリオから予想されている、銀河団同士の衝突合体の現場をまさに見ているのではと思われる。本稿では、我々が行った銀河団の衝突合体の数値シミュレーションの結果を紹介したい。また、銀河団の衝突と関連した話題として、銀河団中の高エネルギー粒子の話題にもふれてみたい。

## 1. 宇宙の構造形成と銀河団

我々が現在見ている宇宙の中の銀河や銀河団、超銀河団などの構造はどのようにできてきたのでしょうか？ 現在広く信じられている階層的構造形成シナリオによれば、宇宙初期の微小な密度むらが重力不安定性によって成長していき、より小さなスケールのもので構造ができていき、さらにそれらを含んだより大きなスケールの構造ができていっていると考えられています。したがって、銀河団のような大きなスケールの天体では、現在でも銀河団同士の合体や、小さな銀河団がより大きな銀河団にのみこまれたりしていることが予想されます。それでは、実際にそのような銀河団は見えているのでしょうか？

そのような銀河団内部の“動き”を調べる方法として、ひとつは銀河の運動や分布を調べる必要があります。一部の銀河団では、銀河の二次元空間分布や、視線速度分布が複数のピークを持っており、衝突中ではと思われる。

もう一つの方法は銀河団ガスから調べることで、銀河団には温度が  $10^8$  K (ケルビン) ほど

の高温ガスが分布していて、熱制動放射による、ひろがった X 線源となっています。1978 年に打ち上げられた Einstein 衛星により、銀河団ガスの密度分布でも複数のピークを持つものが見つかりました。これらのピークは合体した複数の銀河団の痕跡と考えられます。しかし、密度分布だけではガスの“動き”をとらえるには不十分です。その後、ROSAT 衛星 (1990 年打ち上げ) および ASCA 衛星 (1993 年打ち上げ) によって、多くの銀河団でガスの温度分布が得られました。その結果、多くの銀河団で単純な球対称からずれた温度分布がみつかりました。こういった温度分布は次章でも述べるように銀河団の合体時のガスの断熱圧縮や衝撃波の発生に伴うものと考えられています。温度分布はガスの密度分布以上に銀河団ガスの“動き”を雄弁に物語っていたのです。

## 2. 衝突中の銀河団はどのように見えるか？

さて、観測の方からは確かに、衝突中のような銀河団が見つかりました。しかし、本当にそれらが衝突中の銀河団かどうかを確かめるために

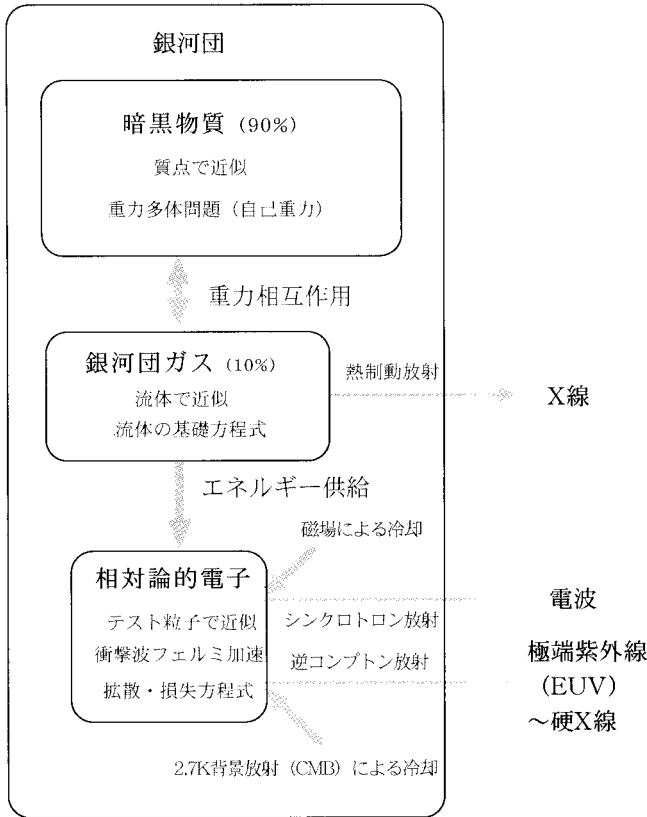


図1：銀河団の力学的進化と電波、極端紫外線（EUV）～X線放射モデルの模式図。

は、実際に銀河団内のガスの運動を解いて、密度分布や温度分布が理論的に再現できるかどうかを調べる必要があります。特に、観測で得られるのは視線方向に積分した二次元情報だけなので、実際の三次元的な分布と、観測で得られる二次元情報がどのような関係にあるのかを明らかにしてやる必要があります。以上の目的のためには、銀河団の衝突を数値シミュレーションして調べる必要があります。

銀河団の質量のうち、9割ほどははまだ正体の判明していない暗黒物質です。これらは、重力相互作用のみをする質点の集まりと考える事ができます。したがって、暗黒物質は自分自身の作る重力によって進化していくわけです。一方、銀河団ガスのほうは暗黒物質のつくる重力場のなかを流

体力学の基礎方程式にしたがって進化します。以上の関係を模式的に表したものが、図1の真ん中より上です。

図2は上のような仮定のもとで行った銀河団衝突のシミュレーション結果です<sup>1)</sup>、<sup>2)</sup>。総重量が太陽質量の  $5 \times 10^{14}$  倍の銀河団と、その  $1/4$  の重さ、すなわち太陽質量の  $1.25 \times 10^{14}$  倍の質量の銀河団がぶつかったときの、ガスの時間進化の様子を表しています。等高線がX線の表面輝度分布を表し、グレースケールがガスの温度を表しています。ただし、ガスの温度は視線方向にX線の放射率で重みをかけて平均をとっています（実際のX線観測から得られる温度に近くするためです）。明るいところほど高温です。小さい方の銀河団が右斜め上から近付いています。ただし、今は二つの銀河団の運動は視線方向に垂直な面内だけであるような角度から、我々は観測しているとしています。

まず、二つの銀河団が近付くと、その間のガスが圧縮されます。衝突速度は二つの銀河団が最初に持っていた重力エネルギーだけで決まり、それは音速の数倍程度と見積もられています。実際シミュレーションでもそのようになっています。そのため、やがて衝撃波がたち、ガスの運動エネルギーが熱エネルギーに変換されます。この様子をX線で観測すると、図2(A)のように、表面輝度分布は二つ目玉状になり、その間に高温の領域が存在する事になります。さらに時間が進むと二つの銀河団は合体し、“V”字状の高温領域が中心部に見えるようになります（図2(B)）。ちょうどこの時期が、衝突によって銀河団がもっともつぶれている時期です。その後、つぶれた反動で、銀河団は衝突軸と平行な方向に膨張します。この膨張に伴う流れがまた超音速なため、それぞれの前方に衝撃波をつくりながら進んでいきます。そのため、X線輝度分布は衝突軸方向にやや伸びて、周

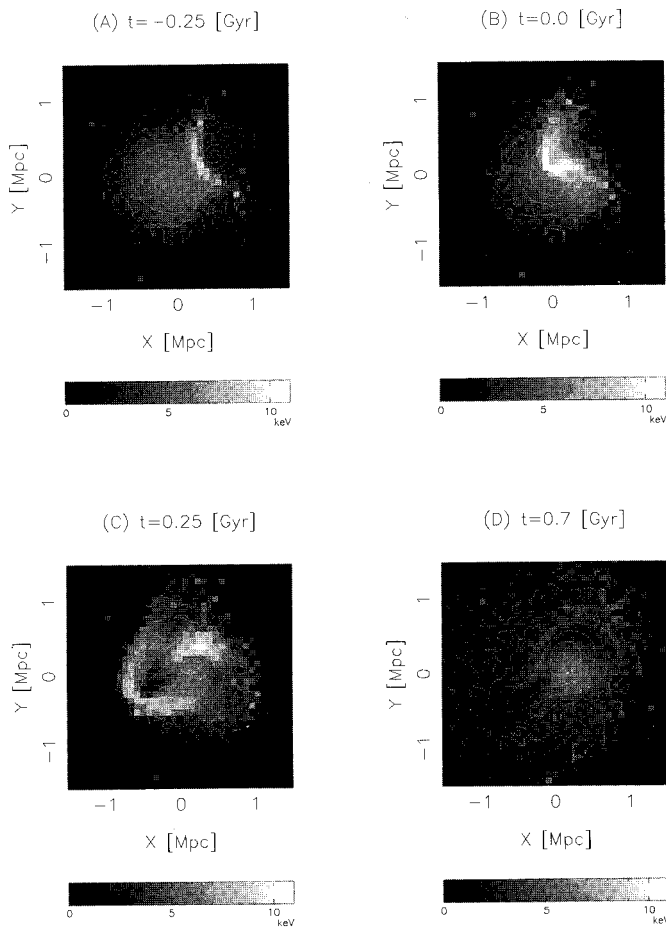


図2：銀河団衝突でのX線表面輝度分布（等高線）と温度分布（グレースケール）の進化。明るいところほど高温である。t（時間）の単位はGyr（10の9乗年）。時間の基準は、銀河団が最も収縮した(B)のときを0として。縦軸、横軸の単位はMpc（10の6乗pc）。

辺部に対になった二つの高温領域が現れます（図2(C)）。さらに時間が進むと、図2(D)のように、衝突軸方向に舌のように伸びた特徴的なX線輝度分布になります。この後、再びガスは重力に引かれて一つの丸い銀河団になります。

以上のように、衝突軸と垂直に近い方向から観測した場合は、衝突の各段階ごとに特徴的なX線表面輝度分布と温度分布を示します。実際、図2(A)のような姿ははくちょう座A銀河団<sup>3)</sup>や、おとめ座銀河団内のM87を中心とした銀河集団と

M49を中心とした集団との間<sup>4)</sup>で見られます（図3）。

しかし、我々がいつも衝突軸に対して垂直に近い方向から観測しているという保証はありません。その場合はどうなるのでしょうか？ 図4は図2と同じ天体を図2の+X方向（向かって右側）から観測した場合の図です。つまり、衝突軸と平行に近い場合です。だいぶ様子が変わって来ることが分かります。例えば、図4(A)では表面輝度分布で二つ目玉はみえてますが、その間での温度上昇は見えません。これは、衝撃波による高温ガスの前後に、低温高密度のガスが視線方向に重なってしまったためです。X線の放射率は密度の自乗に比例するため、視線方向に積分すると、どうしても密度の高いところの温度がきいてきてしまいます。実際、おとめ座銀河団のM87を中心とした集団とM86を中心とした集団のペアなどがこれに該当すると考えられています<sup>5)</sup>。

衝突軸と平行な方向からみている場合は、むしろ、銀河の視線速度を見たほうが有益な情報を得やすいはずで、銀河の視線速度に関しては、

伝統的に以下のような $\beta_{\text{spec}}$ と呼ばれる量がよく使われています。

$$\beta_{\text{spec}} = \frac{\mu m_p \sigma_{\text{gal,ls}}^2}{k_B T_{\text{gas}}} \quad \text{式(1)}$$

ただし、 $\mu$ はガスの平均分子量、 $m_p$ は陽子質量、 $\sigma_{\text{gal,ls}}^2$ は銀河の視線方向の速度分散、 $k_B$ はボルツマン定数、そして $T_{\text{gas}}$ はガスの温度です。たいていの場合、 $T_{\text{gas}}$ は、銀河団全体でX放射強度で重みをかけた平均温度を用います。 $\beta_{\text{spec}}$ は単位質

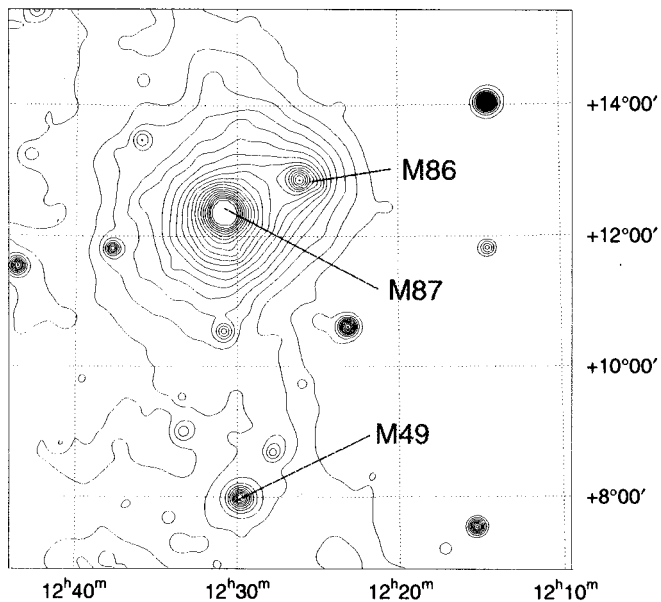


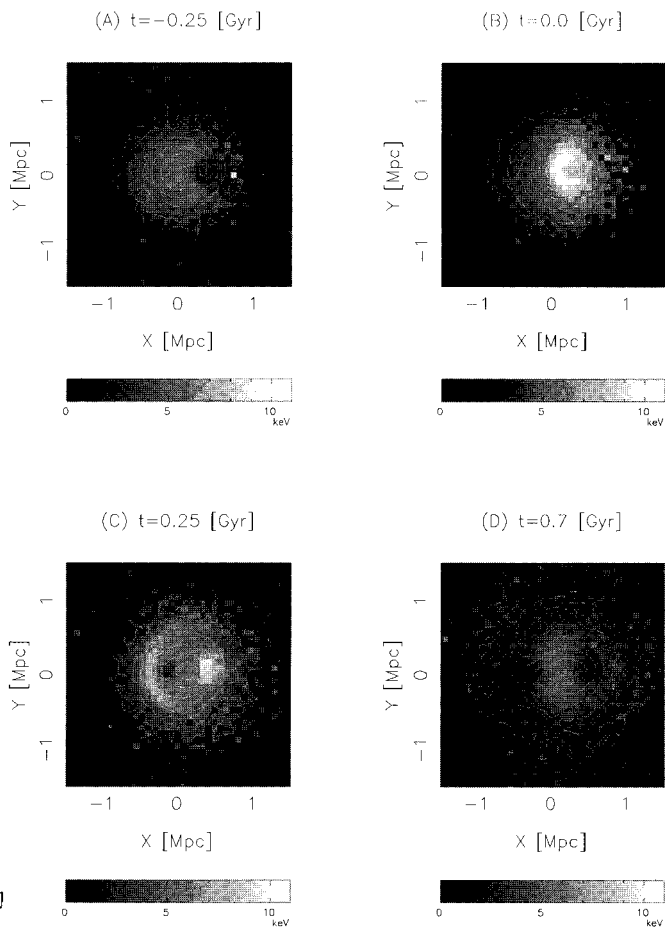
図3：ROSAT 衛星により観測された、乙女座銀河団の X 線輝度分布。  
菊池健一氏（宇宙開発事業団）提供。

量あたりの銀河の運動エネルギーとガスの熱エネルギーの比を表しています。エネルギー等分配なら 1 になります。

たいていの銀河団では  $\beta_{\text{spec}}$  は 1 に近い値をとります。ところが衝突中の銀河団では話が変わってきます。図5は衝突軸方向から見たときの  $\beta_{\text{spec}}$  の時間進化です。衝突の最中には  $\beta_{\text{spec}}$  が 1 から大きくずれることが分かります。というのは、衝突の前後数 Gyr 程度の間、 $\sigma_{\text{gal.ls}}^2$  は大きな値をとります。これは衝突前後の銀河団の並進運動が反映されるためです。一方、 $T_{\text{gas}}$  も大きくなるのですが、それは衝撃波が銀河団中心付近を通る短い間（0.1 Gyr 程度）だけです。そのため衝突中の大部分の期間、 $\beta_{\text{spec}}$  は 1 より大きな値をとります。

図4：図2と同じものを図2の+X 方向（向かって右側）から見た場合。

さて、銀河団内のガスの“動き”の、もっとも直接的な検証は、何といたってもドップラー効果による輝線のひろがりを検出することです。しかし、ASCA までの X 線天文衛星では、それを可能にするだけの十分なエネルギー分解能を持っていませんでした。また、銀河団のような空間的に広がった天体では、Chandra や XMM-Newton にのっているような、グレーティングを使った観測にも適してません。しかし、ASTRO-E のカロリメーターを使えば、ガスの視線速度分布は観測可能でした。残念ながら打ち上げが失敗となり、その夢は果たせませんでした。しかし、再計画が実現されれば、



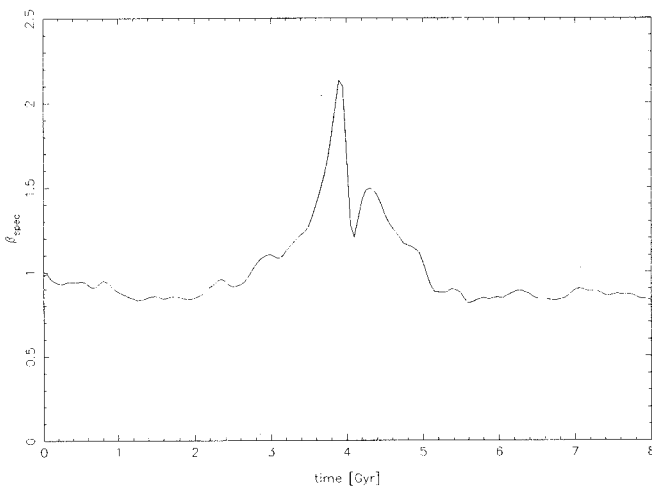


図5：衝突中の $\beta_{spec}$ の時間進化

ガスの運動の直接検出がなされることでしょう。その時を楽しみにしています。

### 3. 銀河団内高エネルギー粒子との関連

銀河団が衝突中であることを示す新たな証拠として、銀河団の電波ハロー<sup>6)</sup>、銀河団・銀河集団における硬X線放射の過多<sup>7)</sup>、銀河団からの極端紫外光(EUV)の過多<sup>8)</sup>が注目されています。いずれも、広がった放射域を持ち、非熱的なスペクトルを示すことが特徴です。電波ハローは広がった空間分布を持つ相対論的な電子と銀河団磁場の相互作用によるシンクロトロン放射、EUV～X線の過多は同じ電子が2.7K宇宙背景放射(CMB)を叩き上げた逆コンプトン放射であると推測されています。

それでは、電子はどこでどのように加速され、このような空間的に広がった分布を持つに至ったのでしょうか？ そのプロセスには、銀河団衝突の時に発生する衝撃波が大きく関わっている可能性があります。銀河団衝突の時に衝撃波が出現することは、上記のシミュレーションで確かめられています。衝突の収縮期に内向きに現れた衝撃波は、最収縮期を経て、膨張期には外へ向けて伝わって

います。一方、一般的に言って、観測から衝撃波を同定することは難しいのですが、銀河団ではRadio Relic(名残電波)やFossil Radio Plasma(化石電波プラズマ)と呼ばれる電波の強い箇所が、衝撃波面通過の痕跡ではないかという推測がなされ<sup>9)</sup>、衝撃波存在の根拠となっています。

相対論的粒子(高エネルギー粒子)と衝撃波という二つの言葉から、多くの人が衝撃波フェルミ加速を思い浮かべることと思います。衝撃波フェルミ加速とは、粒子を磁場の乱れで弾性的に散乱して衝撃波面を繰返し交差させ、衝撃波を缺んで上流・下流の流体の速度差を利用して粒子を高エネルギーへと加速する機構です。

加速された粒子のエネルギー分布はベキ型( $\propto E^{-\alpha}$ )となります。ベキ指数 $\alpha$ は、衝撃波の上流・下流の密度比とマッハ数に依存して、典型的に2～3の値をとります。こうした粒子は、周辺環境と相互作用して、非熱的なスペクトルで電磁波を放射します。これらが銀河団で観測されている電波ハローやEUV～X線放射だというわけです。

しかしこれらをもって、銀河団の衝突により生じた衝撃波で電子が加速され、非熱的X線放射が作られていることが観測的に確かめられ、階層的構造形成シナリオが確証を得たかと言うと、まだ十分ではありません。まず、衝撃波フェルミ加速で空間的に広がった電子分布を作れるかと言う問題があります。それから、EUV放射は多くの銀河団から見つかっているのに対し、電波ハローや硬X線放射が見つかっている銀河団が少ないということが、問題として挙げられています。さらに、衝撃波フェルミ加速の標準理論は、無限に広がる衝撃波が十分長い時間に加速をしたという理想的な場合を想定しています。銀河団の衝突で出現する衝撃波のように、空間的にも時間的にも限られた現象にそのまま適用できるか、といった問題もあります。

我々は、こう言った問題を解決できるかを調べ

t=0.25 [Gyr]

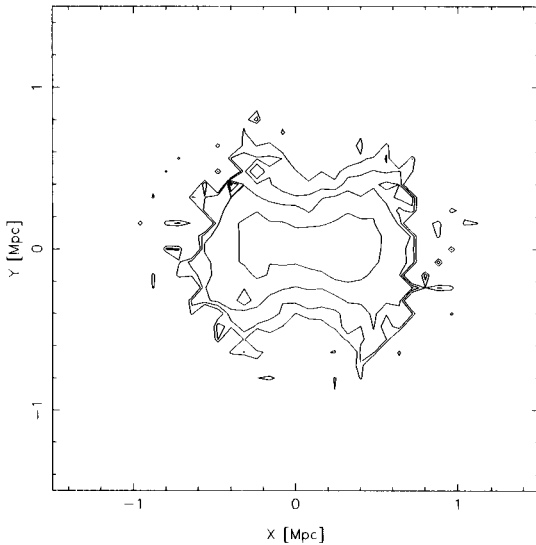


図6：銀河団衝突後の電波放射分布。銀河団が最も収縮した時から、0.25 Gyr 経った後の様子を示している。縦軸、横軸はの単位は Mpc (10の6乗 pc)。x 軸を衝突軸としている。

るために、上記のシミュレーションに高エネルギー電子を盛り込んで、電波、EUV ~ X線の放射の時間進化を調べました<sup>10)</sup>。高エネルギー電子は、周辺に影響を与えないテスト粒子として近似し、周辺の環境の進化に伴って、生成・冷却されて高エネルギー電子の分布が変化する様子を、三次元で時間的に追いました。さらに、高エネルギー電子の冷却によって放射される、電波、EUV ~ X線の放射を三次元的に求めました。この過程を、模式的に表すと図1の真ん中より下のようになります。

図6は、このようにして行った銀河団衝突のシミュレーションの結果です。図は、総質量が同じ太陽質量の  $5 \times 10^{14}$  倍の二つの銀河団が衝突したときの、最収縮期から 0.25 Gyr 後の電波放射の様子を表しています。衝突軸と垂直な方向からの見た図となるよう、二次元に射影した物です。丁度、電波ハロー

のような、銀河団全域に広がった放射となることが示されています。

図7には、波長別に分けて、それぞれの輝度の時間変化を示します。放射を担っている電子のエネルギーは、下段に行くほど大きくなります。エネルギーの高い電子ほど早く冷却を受けるため、電波ハローが最初に失われ、EUV は最後まで残ることが分かります。

つまり、こんな風に考えることが出来ます。電波ハローや硬 X線の放射は衝突後、短い時間で消失してしまうため、衝突を体験した直後の銀河団にしか現れない。一方、EUV の非熱的放射は、衝突後数 Gyr に渡って続くので、比較的多くの銀河団で見受けられる。これは、先に述べた観測における特徴を、上手く再現した結果となっています。

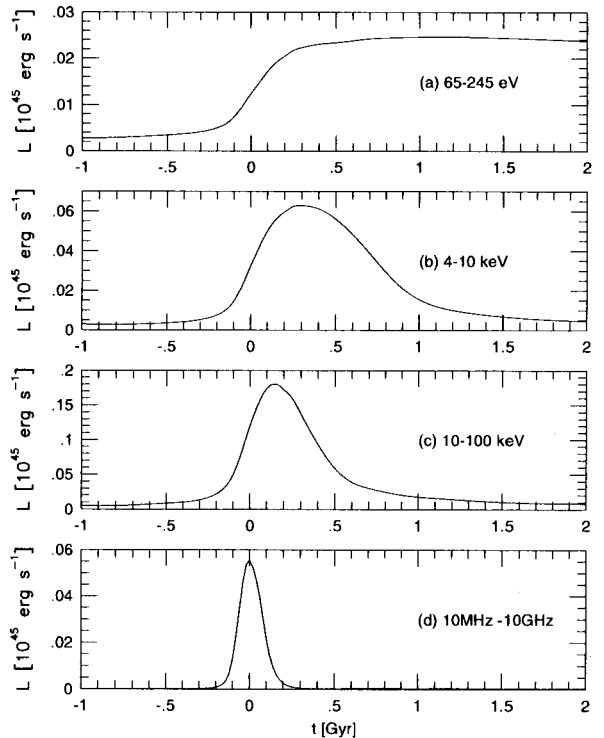


図7：銀河団衝突での(a)EUV, (b)X線, (c)硬X線, (d)電波の輝度の時間変化。時間の基準は、銀河団が最も収縮したときを 0 とする。縦軸は全体で積分した輝度を表している。(a)~(d)は逆コンプトン放射によるもので、(d)はシンクロトロン放射によるものである。

#### 4. 今後の展望

さて、ASCA, ROSAT のあとをうけた, Chandra, XMM-Newton と二つの新型 X 線天文衛星の成果は、もちろん衝突銀河団についても期待されています。多くの銀河団の中心部にはガスの放射冷却によって生じる冷却流 (cooling flow) が存在する可能性が主張されています。従来の考え方では、冷却流は衝突によって破壊されてしまう、というのが主流でした。しかし Chandra 衛星によって、冷却流が衝突後も生き残っているかのような結果ができています<sup>11)</sup>。また、実際に冷却流をいれたシミュレーションも行われはじめています<sup>12)</sup>。かみのけ座銀河団は、温度分布、高エネルギー粒子のどちらの観点からも大変興味深い天体ですが、XMM-Newton によって、詳細な温度分布図が得られました<sup>13)</sup>。

高エネルギー粒子に関しては、まだまだ観測に不確定な部分が多く残っているというのが偽らざる現状だと思います。現在得られている、極端紫外線や硬 X 線の結果についても、まだ慎重に推移を見守っていく必要があるかと思えます。さて、今までは高エネルギー電子に関する話ばかりでしたが、エネルギー的にはむしろ高エネルギー陽子の方が重要だという予想があります。高エネルギー陽子の研究にはガンマ線観測が必須ですが、GLAST 衛星によって現実のものになろうとしています。また、地上より観測を行う、解像型チェンコフ光望遠鏡の観測技術が進歩すれば、超高エネルギーガンマ線の領域においても、銀河団衝突を探る新たな手がかりが得られると、期待されます。

銀河団ガスの運動の直接検出と硬 X 線放射成分の検証という二つの大きな期待が ASTRO-E 衛星にはかかっていました。いまさら私達がいうまでもなく、ASTRO-E の打ち上げ失敗は非常に残念なことです。現時点では上の二つの問題を解決できる計画は ASTRO-EII しかないように思えます。是非 1 日も早い実現を願いたいと思います。

#### 謝辞

宇宙開発事業団の菊地健一氏にはおとめ座銀河団の図を提供して頂きました。ここにお礼申し上げます。

#### 参考文献

- 1) Takizawa M., 1999, ApJ 520, 514
- 2) Takizawa M., 2000, ApJ 532, 183
- 3) Markevitch M., Sarazin C., Vikhlinin A., 1999, ApJ 521, 526
- 4) Kikuchi K., et al., 2000, ApJ 531, L95
- 5) Shibata R., et al., 2001, ApJ, in press
- 6) Giovannini G., Tordi M., Feretti L., 1999 New Astronomy 4, 141
- 7) Fusco-Femiano R., et al. 1999, ApJ, 406, 399
- 8) Bowyer S., Berghofer T., Korpela E., 1999 ApJ 526, 592
- 9) Ensslin T. A., Gopal-Krishna 2001, A&A, 366, 26
- 10) Takizawa M., Naito T., 2000, ApJ, 535, 586
- 11) Markevitch M., et al., 2000, ApJ 541, 542
- 12) Gomez P., et al., 2001, ApJ, in press
- 13) Briel U., et al., 2001, A&A, 365, L60

#### Mergers of Clusters of Galaxies: The Largest Collisions in the Universe

Motokazu TAKIZAWA

Department of Physics, Yamagata University, Kojirakawa-machi 1-4 12, Yamagata 990-8560, Japan

Tsuguya NAITO

Yamanashi Gakuin University, Department of Management Information, Sakaori 2-4-5, Kofu-shi, Yamanashi-ken 400-8575, Japan

Abstract: Some clusters of galaxies show peculiar density and temperature distribution in intracluster medium. It is believed that such clusters are now being formed through mergers. Indeed, such a situation is expected from the hierarchical structure formation scenario. In this paper we present our results of cluster merger simulations and touch on high energy particles in clusters of galaxies, which are likely related to cluster mergers.