銀河団の重力レンズ現象

服部 誠 (東北大学)

本稿では銀河団の重力レンズ効果を用いた質量分布測定の現状をX線観測との比較、アークの統計、の観点からそれぞれ解説する。重力レンズ現象に関する基礎事項は他のレビューを参照されたい[1, 2]。

I 銀河団の質量測定 :強い重力レンズ効果 VS X線観測

以下では強いレンズ効果を用いた銀河団質量測定の研究の現状について概説する。光源の位置がピッタリ中心のコースティックの位置と一致する時、クリティカルライン上にアインシュタインリング像が得られる。レンズ天体の位置が僅かに中心から外れた時にはリングは切れ等ポテンシャル線の接線方向にアーク状に大きく引き伸びた二つの像が得られる。この様な像をタンジェンシャルアーク (以下TA) と呼ぶ。重力レンズ効果は、光源からの単位時間当たり単位面積、単位立体角当たりのエネルギー放射率即ち表面輝度に影響を与えない。従って、像の見かけの面積とレンズ効果を受ける前の光源の見かけの面積の比が重力レンズ効果による像の増光率であり、TAが非常に明るくなる事が理解できる。レンズ天体の質量分布の軸対称性がよい時は、レンズ天体の中心からTAの現われる位置までの距離がよい近似でアインシュタインリング半径$b_{\rm E}$と一致している。この事を利用してアークとレンズ中心までの距離を測定し式(1)

$$M(\leq b_{\rm E}) = \pi b_{\rm E}^2 \Sigma_{\rm cr}, \tag{1}$$

を用いてレンズ天体の質量を測定することが出来る。 ここで$\Sigma_{\rm cr}$は臨界面密度と呼ばれ

$$\Sigma_{\rm cr} = \frac{c^2}{4\pi G}\frac{D_{\rm s}}{D_{\rm d}D_{\rm ds}}, \tag{2}$$

で定義される重力レンズ効果を特徴付ける表面密度である。この方法による銀河団の質量の測定は等価原理とアインシュタインの重力理論に基づいている。一方、ツビッキーのビリアル定理を用いた方法など、ニュートン重力理論に基づいた方法により従来銀河団の質量が測定されてきた。そこで重力レンズによる測定結果を従来の方法の結果と比較することにより銀河団という非常に大きなスケールでの二つの重力理論の検証を行なうことができる。

ニュートン重力理論に基づいた方法の中でも最も信頼性の高い結果を与えるのが銀河団のX線観測の結果を用いる方法である。銀河団は、温度数千万度の希薄な高温ガスで満たされている。このガスは殆んど完全電離に近い状態にあり、制動放射によりX線を放出する。このX線を観測することでガスの物理状態を調べることができる。図1にドイツのローサット (ROSAT) という空間分解能に優れたX線天文観測衛星により撮られたCL2236-04という遠方銀河団の像を示した[3]。これからガスの詳細な空間分布を導くことができる。温度の測定はスペクトル分解能に優れたX線観測装置によってスペクトルを測定することにより行なわれる。音波が銀河団の端から端まで伝わるのに掛かる時間が10億年程度であり、銀河団の年齢に比べて十分短いと思われるので、良い近似でこのガスが銀河団の重力場中でほぼ静水圧平衡状態にあるとして扱いうる。ガスの温度と空間分布の測定からガスの圧力分布が分り、静水圧平衡の式を解く事により銀河団の質量を求めることができる。

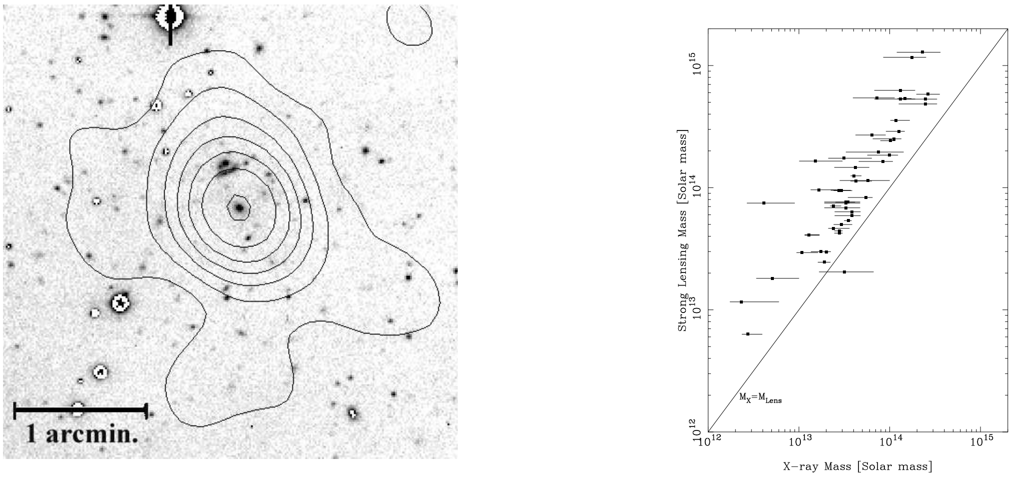

図 1: 左図 :銀河団 CL2236-04 の X 線強度分布と銀河分布。中心から北にある明るい銀河の真下に見える東西に伸びた像が背景銀河の重力レンズ像。上が北。(M.Hattori *et al.*:Astrophys.J. **503** (1998) 593 より転載) 右図 :アークの観測から求めた銀河団中心部の質量 (縦軸) と X 線観測から求めた同じ領域内の質量 (横軸)。X 線観測からは球対称分布を仮定して質量分布を求めそれを視線方向に積分したものを比較している。(K. Hashimotodani, PhD dissertation, Oosaka Univ. (1999) より転載)

図 1 に ROSAT と ASCA の観測結果を用いて導いた銀河団の質量と重力レンズ現象の観測から求めた同じ銀河団の質量の比較を示した [4]。重力レンズの観測から求めた銀河団の質量が X 線観測から求めた質量より系統的に 2 − 3 倍大きな値になっている。この食い違いが初めて認識されたのは 1995 年のミラルダ – エスキュードとバブールの論文によってであった [5]。以下では、現在までに提案されている代表的な解を概説する。

1 楕円体モデル

最も安直な解は、全ての銀河団が葉巻型をしており我々の視線方向に長軸が揃っているため、球対称を仮定して X 線観測から求めた銀河団の質量が過小評価になっているというものである。全ての銀河団が偶然この様な特別な形をしているというのは不自然でとても受け入れ難いが、幾つかの限られた銀河団ではこれが食い違いの原因であるという可能性は捨てきれない。しかし、長軸が極端に伸びた葉巻型の質量分布は不安定で数億年の間に安定な丸っこい分布に移ってしまう性質がある。数値シミュレーションの結果により安定な最大の偏平度が求められており [6]、その場合を採用しても球対称の仮定の元に X 線から得られた質量測定の結果の高々1.5 倍にしか出来ない [7]。従って、偏平質量分布だけでは食い違いを説明できない。又、たまたま背後に質量の大きな銀河団があるという可能性も全ての銀河団に適応するのは非常に不自然であるが、一部に対してならありうる可能性である。

2 非熱的圧力の効果

我々の住む天の川銀河の星間物質では、相対論的粒子である宇宙線に含まれるエネルギー、磁場に含まれるエネルギー、星間雲の乱流運動に含まれるエネルギーが全て熱エネルギーと同程度である。従って、星間物質の重力との力学平衡を考察する上でこれら非熱的な要素からの圧

力を考慮しなければならない。同様の事が銀河団の高温ガスでも起こっているなら、これらの存在を無視してX線観測の結果から導かれた銀河団の質量は実際の質量を過小評価していることになる[7]。電波の観測から幾つかの銀河団で銀河団全体を埋め尽くすように電波源が分布していることが示されている。これは、銀河団全体にまんべんなく分布した磁場とローレンツ因子が数千以上の相対論的電子との相互作用によるシンクロトロン放射の結果発生した電波であると考えられている。最近、イタリヤのX線天文観測衛星ベッポサックス（BeppoSAX）により、銀河団からのハードX線放射が検出された[8]。これは、シンクロトロン放射で電波を放出している相対論的電子が2.7Kの黒体放射である宇宙マイクロ波背景放射の光子のエネルギーを逆コンプトン散乱でハードX線まで叩き上げて生じた放射である。この結果から銀河団全体で相対論的電子の量が測定された。この結果を電波観測の結果と併せる事で銀河団の磁場の強度が0.1μG程度あることが示された。この値は銀河団の背景の電波源のファラデー回転の観測から求められた磁場の強度ともほぼ一致している[7, 9]。この結果磁気圧の熱的なガス圧に対する比が10^{-6}程度で非常に弱い事が示された。相対論的陽子は、相対論的電子と同程度存在すると考えられるので、BeppoSAXの結果から相対論的陽子がガスに及ぼす圧力も磁気圧と熱的なガス圧の比と同程度で非常に小さい事が期待される。乱流に含まれるエネルギーも磁場に含まれるエネルギーと同程度で影響が小さいことが期待される。これは銀河の運動等によって生じた高温ガス中の乱流運動によるダイナモ効果で磁場の強度が増幅されていると考えられるからである。以上の様に現在得られている結果は、非熱的な要素からの圧力の存在が食い違いの主な原因では無い事を支持している[9]。

3　多成分ガスモデル

銀河団中心部のガスは、低温成分と高温成分の多成分から構成されていることを正しく考慮していない為、X線観測からの質量が低く見積もられているという可能性が指摘されている[10]。銀河団の半数は、X線強度分布のピークの位置に巨大楕円銀河が存在している。この様な銀河団をXDタイプの銀河団と呼ぶ。そうでないタイプの物はnXDタイプと呼ばれる。XDタイプの銀河団では中心のガス密度が高くX線などの輻射放出によるエネルギー損失時間が銀河団の年齢と比べて短い。輻射放出過程は電子とイオンの衝突なのでガス密度の二乗にエネルギー損失率が比例する。その為揺らぎにより密度の高い所が選択的にエネルギーを失い、低温のガスの塊が形成される。この様にして中心部のガスは、高温のガスの海の中に低温のガスの塊が含まれる多成分系になり、ゆっくり中心へ落ち込んでいる、とするモデルがクーリングフローモデル（以下CF）である。

アレンは、ASCAのXD銀河団のスペクトルをCFモデルに従って解析することで単一成分モデルで得られた温度が高温成分の温度より二倍以上低い温度を与えている可能性がある事を示している[10]。しかし、XMM-Newtonの最近の観測結果によると銀河団中心部のガスは、中間電離鉄輝線の存在から確かに多成分になっている事が確かめられた一方2keVより低温の成分が無い事が低電離鉄輝線が無い事から明らかになった[12]。これは、密度揺らぎが熱的不安定性で熱エネルギーを失い0.01keVまで冷えるとするCFモデルに根本的な修正迫る発見である。更に、中間電離鉄輝線の強度もアレン等のモデルから期待される量より弱くCFがあったとしても、単一成分モデルで得られた温度に二倍近くも変更を迫る程の影響はなさそうである。

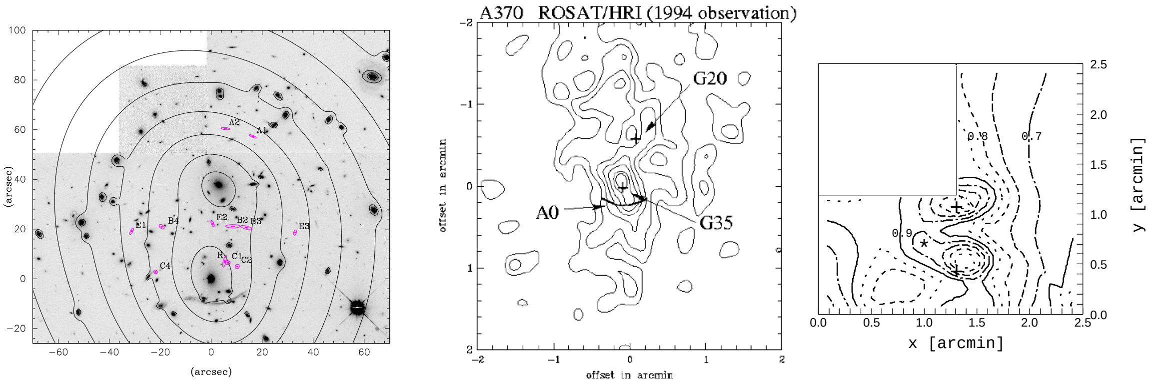

図 2: A370 のハッブル宇宙望遠鏡による像 (左) と ROSAT による X 線強度分布 (中)。左の図、中央南側にハケではいたように見える像が A0 と名付けられたアークである。この観測により発見されている他のアークをカラーでなぞってある。同じアルファベットでラベルされているアークは一つの銀河が複数に分離して出来た像である。これらのアークの情報を用いてモデル化した銀河団の表面密度の等高線が示してある。北と南の二つの巨大銀河に付随した二つの中心を持つ質量分布であることが特徴である。真ん中の図には二つの巨大銀河の位置が十字で示してある。南の巨大銀河に X 線強度の集中が見られる。一方、北の巨大銀河 (G20) の周辺は X 線強度の谷になっている。上が北。右の図は、シアーフィールドから求めた A370 の表面密度分布。シアーフィールドは、ハッブル宇宙望遠鏡の観測データから求められている。値は臨界面密度で規格化してある。南北二つの巨大銀河の位置が十字で示してある。(左 J. Bézecourt, *et al.*: Astron.Astrophys. **347** (1999) 21 より転載。中 K. Hashimotodani: PhD dissertation, Oosaka Univ. (1999) より転載。右 K.Umetsu *et al.*:Prog.Theor.Phys. Suppl.**133** (1999) 53 より転載)

4 非平衡ガス分布

静水圧平衡の仮定が実は成り立っていないため X 線観測から求めた質量に間違があるという可能性が一部の銀河団に対して指摘されている。図 2 にアーベル 370 (A370) の X 線の像と最新の光学観測で得られた像を示した [13]。この銀河団に対してはアークに関する詳細な観測がなされおり、それを元にした精密な質量分布のモデルが構築されている。それによると銀河団の質量分布は南と北の巨大銀河の位置に二つの質量分布のピークを持つ二つ目玉型である。図 2 にはこの銀河団に対してシアーフィールドの方法を用いて求めた表面密度分布も示した。シアーフィールドとは、元々円形の像の長軸短軸比がレンズ効果でどれだけ変わり長軸がどの方向を向くかを銀河団の各点でベクトル的に表したものである。シアーフィールドは、銀河団を細かい領域に分割し各領域に現われた銀河の像の長軸短軸比をベクトル的に平均することで観測的に求める事ができる。この方法の利点はモデルを介せずに銀河団の表面密度分布が得られる所である [14]。難点は視野内に入る背景銀河の数に限りがあることから中心部での表面密度分布の分解能が悪いことである。A370 では、この結果からも南北の巨大銀河を中心とした二つ目玉型であることが示されている。一方図 2 に示した X 線の輝度分布は南の質量中心の位置にのみピークを示し北側の質量中心の辺りは X 線強度の谷になっている。南の銀河に中心を持つ質量分布に限れば、重力レンズから期待される質量は X 線観測の結果とほぼ一致している [4, 15]。従ってこの銀河団での問題は何故 X 線の空間分布は北側の巨大銀河を中心とした質量分布の存在の兆候を示さないのか、ということである。

アーベル 2218 (A2218) という銀河団では質量の小さな銀河団との衝突が起きて間もない為

中心部でのガス分布が乱されているという指摘が幾つかの観測的証拠を元になされている。この為、静水圧平衡を適応して求めた銀河団中心部の質量の精度が悪い事が食い違いの原因であると考えられている [16]。この銀河団の X 線の中心集中度は XD タイプと比べて低い。しかし、平衡に落ち着けば XD タイプの銀河団と同程度に中心集中した分布になるのだとするモデルを採用すれば、X 線から求めた質量とアークの観測から求めた質量の食い違いを解消できる。このモデルは、暗黒物質の分布はガスの分布の如何に関わらず不変的な分布をしているべきであり XD タイプの銀河団の X 線観測から求められた質量分布がそれに近いものである、という思想に基づいている。銀河団形成の数値シミュレーションにより、銀河団の暗黒物質の分布は銀河団の質量と赤方偏移のみで特徴付けられる不変的な分布を持つ事が示されている [17]。A2218 の結果は、数値シミュレーションの結果を裏付けるものである。

以上まとめると、一部の銀河団ではガスの分布は特に銀河団中心部で必ずしも暗黒物質の分布をトレースしていない、という事が事実のようである。A2218 の様なケースは、パーターバーとの衝突で銀河団中心部のガス分布が乱されているということで説明出来る可能性があるが、A370 の場合常識的に考えられるモデルでは説明が困難である。

5 非軸対称モデル

ここまで挙げてきた説は全て X 線から求めた質量を上げる事で食い違いを解消しようという試みであったが、一方で重力レンズから求めた質量を下げる事で食い違いを解消できるのではないかという提案がなされている [3]。図 1 に示した重力レンズからの銀河団の質量測定は、多くの場合で軸対称質量分布を採用している。しかしながら、実際には中心から少し外れた所に巨大銀河が存在したり銀河団自身の質量分布が不規則であったりと軸対称性が悪い場合が多い。この様な構成要素を質量分布モデルに考慮する事で、X 線観測の結果から期待される銀河団の質量でアークの観測を説明できるモデルを作りうることが幾つかの銀河団で示されている。非軸対称モデルが有効である理由は、以下の様に理解することができる。軸対称の仮定の元では銀河団中心を中心としてアークを含む同心円の内側の質量のみが重力レンズ効果に寄与する。一方、軸対称の仮定をひと度外すとこの円の外側の質量分布もアークの形成に関与出来うる。例えば図 1 に示した例では、アークの北に存在する巨大銀河の星の質量を考慮することで食い違いが解消される。北に存在する銀河周辺には X 線強度分布のピークが見られないがこれは、銀河の重力がガスの分布には大きな影響を与えない程弱いためである。この様な銀河団質量分布のモデル化は、銀河や X 線強度の分布を元により現実的な質量分布モデルを作りアークの観測を説明するモデルを作ろうという試みであり、自然な方向である。しかしながら、今の所限られた数個の銀河団に対してのみこの様な詳細なモデルが作られているに過ぎず、全ての銀河団でこれが解決のキーであるかどうかは不明である。又、銀河団の中にはアークの分布や X 線強度分布などからどうしても軸対称質量分布モデルから大きく外れる事が出来ない物があることも事実である。又、前節で紹介した例のように、X 線の分布と重力レンズから求めた暗黒物質の分布に明らかな食い違いが存在する銀河団が存在するのも事実である。

食い違いの原因はどうやらケースバイケースであるようである。だとすると、図 1 に示したように食い違いが系統的に現われた事は奇妙な偶然である。これも一種の cosmic conspiracy [18] だったのであろうか？

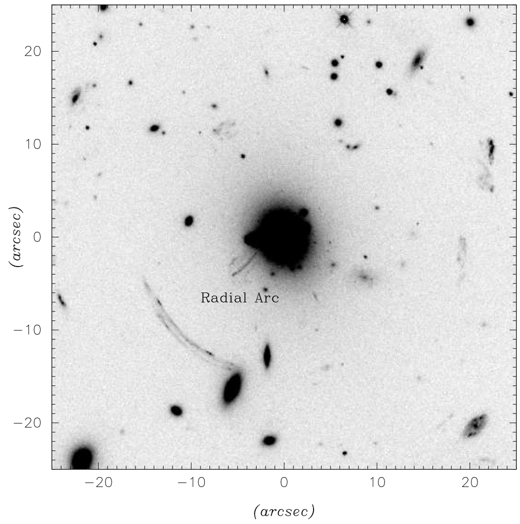

図 3: ハッブル宇宙望遠鏡によって検出された銀河団 MS2137-23 のラディアルアーク。中心に巨大銀河が写っている。巨大なタンジェンシャルアークも確認できる。(F. Hammer, *et al.*: Astrophys. J. **491** (1997) 477 より転載)

II ラディアルアークと不変的質量分布モデル

先にも述べたように銀河団形成の数値シミュレーションにより銀河団の質量分布はその個性に依らず不変的な形の分布になっていることが指摘されている [17]。以下 NFW モデルと呼ぶ。この質量分布は銀河団形成時に起きる激しい緩和と呼ばれる緩和現象の結果自己重力多体系が行きつく平衡状態との関連でも興味深い研究対象である。その分布の特徴は遠方で半径の-3 乗に比例していることと中心部で半径の-1.5 乗に比例して中心程密度が高い分布になっていることである [20]。一方、回転曲線の観測結果から、dwarf 銀河の中心部の質量分布が NFW モデルの予言よりずっとなだらかであることが示されている [21]。又、Cl0024 という銀河団の重力レンズを用いた質量分布モデルの結果も中心部の質量分布が NFW モデルの予言よりずっとなだらかであることが示された [22]。これらの結果は、実際の暗黒物質の質量分布が NFW モデルに従わず中心部でずっとなだらかな分布をとっている可能性があることを示している。この食い違いは、暗黒物質はバリオンとは重力以外相互作用しないが暗黒物質同士は頻繁に衝突を起こすような性質を持つものであることを示しているのではないか、という提案がなされた [23]。この様なモデルを Self-Interacting-Dark-Matter (SIDM) 仮説と呼ぶ。従って、銀河団中心部の質量分布の詳細を明らかにすることは、NFW モデルの検証のみならず、SIDM 仮説の正否の判定にとっても重要な意味を持つ。

以下に紹介するようにラディアルアーク (RA) の性質は、銀河団中心部の質量分布の詳細に敏感でありこれらのモデルの検証に最適である。図 3 に銀河団中心付近に現われた実際の RA が示してある [19]。RA 形成には二つの異るメカニズムがある。一つは、像の動径方向の巾一定のまま、それと直行する方向の巾が狭くなって RA になる場合で、これは中心の密度分布が $r^{-1.5}$ よりきつい時に起こる。この様にして出来た RA は、見かけのサイズがレンズ効果を受ける前より小さくなっている為、サイズが非常に小さいのが特徴である。もう一つは、ラディアルコウスティックスにソースが乗った時にできるもので、銀河団中心付近にできた像ともう一つの像が融合して RA を作る場合である。ラディアルコウスティックスが存在する為には、中心部での質量

密度分布の半径依存性を r^{-n} に比例するとした時 $n < 2$ でなければならない[1, 2]。A370 に存在する RA は、ラディアルコウスティックスにソースが乗ってできた像であると言われている。この事から、銀河団の質量分布が銀河団の個性に依らず不変的な物なら、少なくとも $n \geq 2$ ではない事が結論できる。

最近、Molikawa & Hattori (2000)[24] によりタンジェンシャルアーク一個辺りに現われる RA 出現頻度は、銀河団中心部の質量分布の詳細に敏感に依存するが、速度分散、ソース銀河の redshift 分布等他のパラメータには殆んど依存しないことが示された。この事から、RA の統計を用いて銀河団中心部の質量分布の詳細を比較的不定性無く制限することができる。彼らの結果によると無衝突粒子として暗黒物質を扱って得られた質量分布が観測を説明する上でベストであり、$n > 2$ は RA を作り過ぎる為、$n < 1$ は RA が殆んど出来ない為却下できる。今後、セレクションバイアスの無い一様な銀河団サンプルに対するアークサーベーが行なわれれば、RA の統計により銀河団中心部の質量分布の詳細のより信頼のおける制限を与え、暗黒物質の性質について明らかにしうると期待される。先に述べたように CL ００２４の結果は、RA の統計の結果とは矛盾して中心部でなだらかな分布であることを指示しているが、この銀河団は foreground に大きな構造物がある事が redshift survey により分っている為、重力レンズモデルの結果が銀河団単体の質量分布を現しているかどうか怪しい。今後のこの銀河団に対するさらなる観測が必要である。

III　まとめ

以上述べてきたように銀河団による重力レンズ効果に関連する観測の登場により、静水圧平衡等銀河団の物理状態になんら仮定をおく事なく、暗黒物質を含む銀河団の全質量分布の詳細を測定できる新たな機会を得た。その結果は、X 線観測を用いた質量分布の測定結果との系統的な食い違いを示した。原因として提案された幾つかのモデルは最新の観測結果により既に却下されている。一方、幾つかの銀河団では、食い違いの原因が明らかになってきている。原因はケースバイケースであるようだ。今後も個別の銀河団に対する詳細な多波長観測が必要であるが、個々のケースによって食い違いの原因が異るにも関わらず、系統的にファクター２ー３の食い違いを示した事はある意味驚きである。又、ラディアルアークの統計という新しい手法により SIDM モデルを却下しうる可能性が示された。dwarf 銀河の質量分布の起源と併せて、ラディアルアークをキーとした銀河団中心部の質量分布の観測的制限は今後数年の内に決着がつけうる重要な課題であると思われる。

参考文献

[1] M. Hattori, J.-P. Kneib and N. Makino, Prog. Theor. Phys. Suppl. No. 133 (1999), 1.

[2] 服部 誠、物理学会誌 **55** No.7 交流 (2000), 499.

[3] M. Hattori, *et al.*, Astrophys. J. **503** (1998), 593.

[4] K. Hashimotodani, PhD dissertation, Oosaka Univ. (1999).

[5] J. Miralda-Escudè and A. Babul, Astrophys. J. **449** (1995), 18.

[6] D. Merritt and L. Hernquist, Astrophys. J. **376** (1991), 439.

[7] A. Loeb and S. Mao, Astrophys. J. Lett. **435** (1994), L109.

[8] R.Fusco-Femiano, et al. Astrophys. J.**513** (1999), L21.

[9] N. Makino, Astrophys. J. **490** (1997), 642.

[10] S. W. Allen, Mon. Not. R. Astron. Soc. **296** (1998), 392.

[11] Y.Ikebe, *et al.*, Astrophys. J. **525** (1999), 581.

[12] T.Tamura, *et al.*, (2000), astro-ph/0010362.

[13] J. Bézecourt, *et al.*, Astron.Astrophys. **347** (1999), 21.

[14] K. Umetsu, M. Tada and T. Futamase, Prog. Theor. Phys. Suppl. No. 133 (1999), 53.

[15] N. Ota, K. Mitsuda and Y. Fukazawa, Astrophys. J. **495** (1998), 170.

[16] J.-P. Kneib, *et al.*, Astron. Astrophys. **303** (1995), 27.

[17] J. F. Navarro, C. S. Frenk and S. D. M. White, Astrophys. J. **490** (1997), 493.

[18] A.P.Marscher, in Superluminal Radio Sources, eds. J.A.Zensus & T.J.Pearson (Cambridge: Cambridge Univ. Press) (1987) pp.280-300.

[19] F. Hammer, *et al.*, Astrophys. J. **491** (1997), 477.

[20] T.Fukushige and J.Makino, Astrophys.J. **477** (1997), L9.

[21] F.V. van den Bosch and R.A.Swaters, (2000) astro-ph/0006048.

[22] J.A.Tyson, G.P.Kochansk and A.P.Dell'Antonio, Astrophys.J. **498** (1998), L107.

[23] D.N.Spergel and P.J.Steinhardt, Phys.Rev.Lett. **84** (2000), 3760.

[24] K.Molikawa and M.Hattori, (2000) astro-ph/0009343.