

弱い重力レンズ効果によって見えてきた 銀河団サブハロー



岡部 信 広

〈東京大学カブリ数物連携宇宙研究機構 (Kavli IPMU) 〒277-8583 千葉県柏市柏の葉5-1-5〉

e-mail: nobuhiro.okabe@ipmu.jp

銀河団はより小さい構造（ハロー）との衝突合体を経て進化してきたと考えられています。落ちてきたハローは潮汐力でその質量がしだいに失われ、銀河団の質量の一部へと変わっていきます。銀河団は最も大きい天体なので、サブハロー中心部は、高密度環境下でも現在まで一定の割合で銀河団内部に存在すると考えられています。このような銀河団の内部構造をサブハローと呼びます。私たちは、小さいサブハローまでも探知するため、見かけの大きい超近傍銀河団の一つであるかみのけ座銀河団の観測を行いました。そして、弱い重力レンズ効果によってそのレンズ信号を探知し、質量を測定することに成功しました。そして観測から質量関数を初めて求め、その形が階層的構造形成モデルの予言と一致することを発見しました。本研究で明らかになった超近傍銀河団の弱い重力レンズ効果の利点を踏まえ、銀河団サブハローの研究結果をご紹介します。

1. はじめに

冷たい暗黒物質による階層的構造形成モデルによると、より質量の小さいハローが最初に形成され、衝突合体を繰り返し、より大きな構造へと進化してきたと考えられています。大きなハローに落ちてきた小さいハローは、動摩擦により中心部に落ちやすくなり、大きなハローによる潮汐力を受け、その質量が失われ、最終的に大きなハローの一部へと進化していきます。銀河団は、数百から数千もの銀河が巨大な重力によって集まる宇宙で最大の天体です。その質量は太陽の10の14乗から15乗にも達し、現在も質量降着によって進化し続けている天体と考えられています。したがって、銀河団に落ちてきた小さいハローの中心部は、高密度環境下でも現在まで一定の割合で生き残っていると考えられます。これら銀河団内部の小さいハローをサブハローと呼び、数値シミュレーションなどにより、質量関数 ($dn/d \ln M_{\text{sub}}$)

$\propto M^{-\alpha}$) がべき乗則に従うことが知られています¹⁾。その傾きはシミュレーションによって多少違いはありますが、 -1 乗程度になっています。銀河団サブハローの空間分布や質量関数などの統計的性質を観測的に調べることは、その銀河団の質量降着史の深い知見をもたらすだけでなく、銀河団より小さいスケールでの構造形成モデルの検証を可能にします。

力学状態の仮定によらずに、銀河団の質量を測定する有力な手法として重力レンズ解析が知られています。特に、レンズ信号の弱いところで、背景にある銀河の形状測定を統計的に扱い質量分布の情報を得る弱い重力レンズ効果が近年注目されています。弱い重力レンズ解析の発展は目覚しく、すばる望遠鏡の主焦点カメラがその一翼を担っています²⁾。なかでも、満月程度の大きさをもつ主焦点カメラの視野で1ポインティングで銀河団全体を撮像できることから、赤方偏移 $z \geq 0.15$ の銀河団で精力的な研究が行われていま

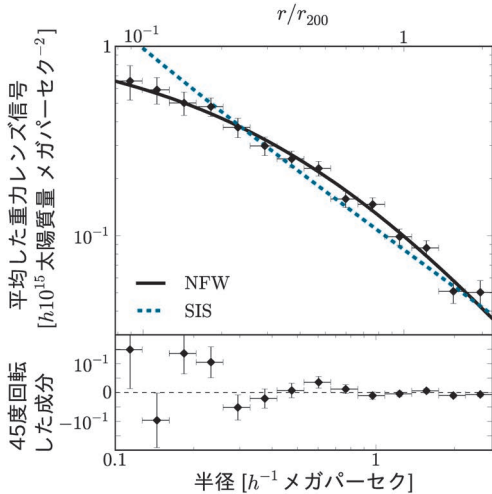


図1 赤方偏移 $z \sim 0.2$ にある50個の銀河団の平均的レンズ信号(上パネル). 45度回転した成分(下パネル). レンズ信号は湾曲したプロファイルをもち、NFWモデルでよく記述されます. 一方、特異等温球(SIS)モデルは棄却されます. 45度回転した成分はゼロシグナルと一致しています.

す³⁾⁻⁶⁾. 図1は、赤方偏移 $z \sim 0.2$ にある50個の銀河団の平均的レンズ信号を表します⁷⁾. レンズ信号はおおむね、ある半径内での質量面密度の平均と、その半径での質量面密度の差で表されます. レンズ信号は湾曲したプロファイルをもち、数値シミュレーションから期待される普遍的動径プロファイル(以下、論文著者の名前にちなんでNFWプロファイル⁸⁾)でよく記述されることがわかっています. NFWプロファイルの内側の傾きは動径方向の距離の -1 乗、外側の傾きは -3 乗をもちます. 宇宙には特徴的な方向がないことから、50個の銀河団を重ね合わせたレンズ信号は銀河団内部のサブハローや3軸不等性などの影響は小さく、平均的な質量プロファイルを測定しています. このように滑らかな質量分布に埋め込まれている銀河団サブハローの観測は可能でしょうか? 今まで観測されてきた赤方偏移 $z \sim 0.2$ の銀河団では、小さいサブハロー(10^{12} 太陽質量程度)の見かけの大きさは1分角より小さく、た

くさんの背景銀河を必要とする弱い重力レンズ解析ではかなり難しいと考えられます. そのため、衝突銀河団のような比較的大きい質量成分の探知が行われてきました^{9), 10)}.

銀河団サブハローの特徴を統計的に明らかにするには、なるべく小さいサブハローまで探知することが必要不可欠です. どのようにしたら、小さいサブハローを探知できるのでしょうか? 答えは単純で、超近傍銀河団では見かけの大きさが大きく、サブハローを分解することが可能です. 例えば、今回私たちが観測したかみのけ座銀河団($z=0.0236$)では、 $z=0.2$ の銀河団に比べ見かけの大きさは7倍大きいので、サブハローの大きさをレンズ信号で探知できます. また、サブハローの解析に使える背景銀河の数は、その数密度が同じだとしても50倍に増えます. したがって、超近傍銀河団の弱い重力レンズ解析はサブハローを探知する可能性を秘めています.

2. かみのけ座銀河団の弱い重力レンズ解析

2.1 超近傍銀河団の弱い重力レンズ解析での特徴

以上の点に着目して、私たちはかみのけ座銀河団の弱い重力レンズ解析を行いました. 銀河団のヴィリアル半径に渡る約4平方度を18ポインティングで網羅するようにすばる望遠鏡主焦点カメラ(シュプリームカム)を用いて観測を行いました. 弱い重力レンズ解析では、小さくて暗い背景銀河の正確な形状測定が必要不可欠なため、私たちは、さまざまな系統誤差の評価を行いました. また、銀河団銀河はレンズ信号をもたないため、それらをなるべく排除するために、色等級図を使って銀河団銀河より赤い銀河だけを選び、背景銀河のカタログを作成しました. この段階で、今まで気づかれていなかった超近傍銀河団の弱い重力レンズ解析での特徴が明らかになってきました.

1) 膨大な数の背景銀河を利用したレンズ解析

超近傍銀河団では $z \sim 0.2$ の銀河団の場合に比べて大量の背景銀河が利用できることがわかりました。数密度にして、一平方分角あたり約41個、総数にして 6×10^5 個にも及びます。さきほどの50個の銀河団では数密度で一平方分角あたり約5個、50個合わせた総数で 2×10^5 個ですので、その数の多さがわかります。これには三つの理由があります。背景銀河を選定する際にレンズ信号をもたない銀河を排除する必要があります。かみのけ座銀河団の銀河の見かけの明るさと大きさはそれぞれ6倍と7倍になります。そのため $z \sim 0.2$ で問題となっていた小さくて暗い銀河団銀河の多くが、かみのけ座銀河団では背景銀河の選定の範囲外になるため、映っている銀河のほとんどが背景銀河となるためです。二つ目は、色等級図で赤い銀河のみを選定しましたが、より近傍の銀河団ほど、色が青くなるため、映っているより赤い銀河の総数が増えます。これらは、数密度を増やすのに貢献しています。さらに、超近傍銀河団の見かけは大きいので、その総数が増えるわけです。

2) $z \sim 0.2$ の銀河団の場合と比べても遜色の

ないシグナルノイズ比

超近傍銀河団では、レンズ効率が弱いのですが、膨大な数の背景銀河はノイズレベルも下げることから、レンズ信号のシグナルノイズ比は $z \sim 0.2$ の銀河団に比べても何ら遜色はありません。図2は銀河団中心からの半径に対する重力レンズ信号を表します。まずは上パネルのデータ点(黒菱形)を見てください。データの解釈については後述します。参考のため、同程度の質量をもつ有名な銀河団エイベル1689 (A1689, $z=0.1832$)をメガパーセク単位で載せます(青三角)。レンズ信号は1桁下がるのがわかります。しかし、シグナルノイズ比は13にも達し、A1689の10程度とほぼ同じになります。誤差の評価に大規模構造からのレンズ信号の寄与を考慮しても、7.5程度になります。

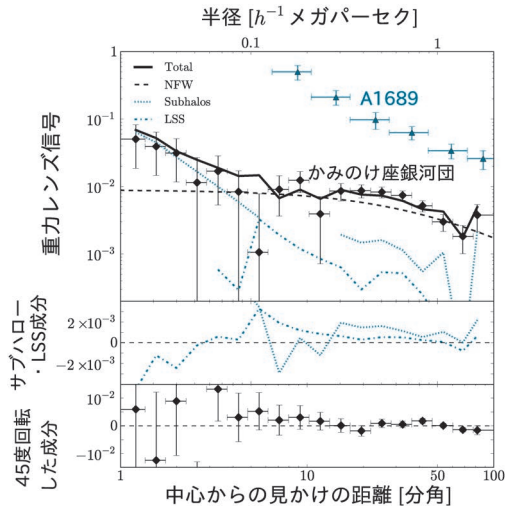


図2 銀河団中心からの半径に対する重力レンズ信号(上パネル)。黒菱形はかみのけ座銀河団を表し、比較のためにメガパーセクの単位で表示したA1689(青三角)のデータを載せています。黒破線はNFWモデル、青点線は銀河団サブハロー、青破線はLSSレンズモデル、黒実線は全シグナルを表します。中央パネルは、銀河団サブハローとLSSレンズモデルを線形表示したものの。下パネルは、45度回転した成分がゼロシグナルに一致することがわかります。

3) 半径100キロパーセク以下でも弱い重力レンズ信号が探知できる

次に図2で重要な点は、半径100キロパーセク以下までデータ点があることです。A1689の場合は、レンズ信号が強くなるため強い重力レンズ¹¹⁾の情報が必要になります。しかし、かみのけ座銀河団では、レンズ信号が弱いため、かなりの中心部まで弱い重力レンズ解析だけでレンズ信号を探知できます。

2.2 銀河団サブハローの解析

次に、銀河団サブハローの解析に話を進めます。メイン銀河団の話はまた後で行います。図3は、銀河団銀河の光度マップと復元された質量の等高線を表します。銀河光度分布と質量分布が非常に似ているのがわかります。いろいろな質量や大きさのサブハローを探知するため、さまざま

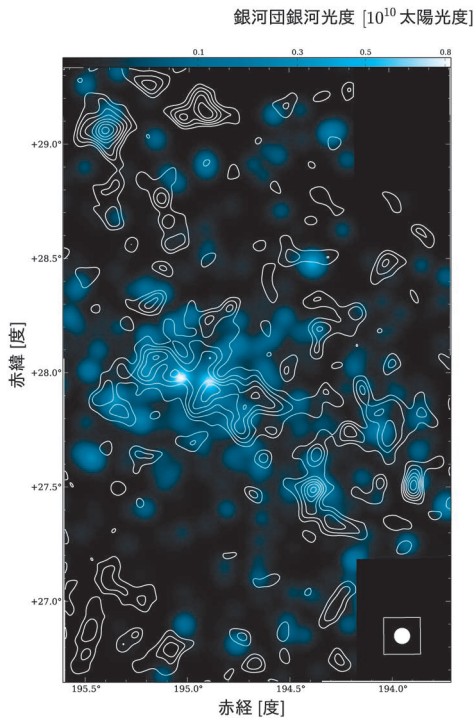


図3 銀河団銀河の光度マップと質量等高線. 等高線は 1σ レベル以上で 1σ 刻み. 右下の白い丸はマップの分解能です.

なスムージングスケールで質量マップを調べています. 相関の有意性は $6-7\sigma$ 程度になりました. 中心部の質量構造は東西方向に伸びています. これは、銀河団の外側の大規模構造の方向とほぼ平行です. また、南西方向にX線でもその構造が確認されている有名なNGC4839グループに付随する質量分布が探知されています. 一方で、銀河団銀河とも付随しない構造も質量マップでは現れます. これは、弱い重力レンズシグナルは視線方向の質量構造からの影響をすべて受けるため、背景にある構造を探知していることを意味しています. 既知の銀河群などの構造が質量マップに現れていることも確認しています. 背景構造の見かけの大きさは小さいため、レンズ信号を局所的に乱し、質量マップの上でピークをもつことから、背景銀河の系統誤差を補正する必要があります. 私たちはスローンデジタルスカイサーベイ (SDSS)

の多バンドのデータと、銀河-銀河レンズ解析¹²⁾の結果から測光赤方偏移と光度を用いて、そこから再現されるレンズ信号を計算しました. 背景レンズ信号モデルの質量マップは観測されたマップと7-14 σ の相関があることがわかりました. これから、観測されたレンズ信号は銀河団の内部構造と背景の構造の両方を情報をもっていることが示唆されます. サブハローの探知には、背景レンズ信号モデルを差し引いた値で行います. この背景モデルは、モデルの範囲を超えず、完璧なものではありません. したがって、質量測定にはさらに注意を払う必要があります. 例えば、銀河団サブハローと背景の構造が見かけ上重ね合わさっていることがあります. このような場合は背景構造とサブハローの質量モデルを両方考慮し、後に系統誤差として質量評価に組み込んであります.

私たちは、銀河団サブハロー候補を質量マップのピーク値がある閾値以上になるオブジェクトとして定義しました. 閾値は質量マップのスムージングスケールに依存しますが、さまざまなスケールで探知した候補を統一し、より大きいサブハロー内のサブハローを除き、銀河団銀河に付随するオブジェクト32個を銀河団サブハローと定義しました. 多くのサブハローは、光学やX線観測からわかっている既知の銀河団内の銀河群に付随しています. 個々のサブハローの質量は銀河団の滑らかなプロファイルから引いた2次元質量 (M_{2D}) として測定しました. サブハローの大きさは有限なので、2次元質量はサブハロー質量と等価になります. ここでは、わかりやすくするため、三つの質量範囲に分けてサブハローのレンズ信号を重ね合わせたプロファイルを図4に載せます. サブサンプルの質量は左から順に大きくなっていきます. ある半径でプロファイルの傾きが大きく変化することがわかります. 半径の内側では緩やかな湾曲を描いているのに対し、外側では半径の -2 乗に比例して落ちていきます. つまり、その半径の外側では、質量が変わらず面積が増え

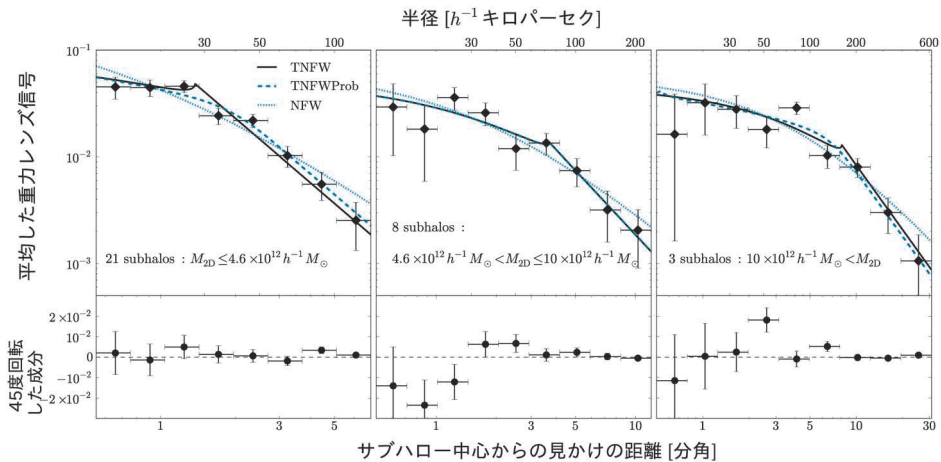


図4 重ね合わせたサブハローのレンズ信号プロファイル。横軸はサブハローの中心からのプロジェクション半径。左パネルから右パネルの順に質量の重いサブハローを示しています。ある半径を境にレンズ信号のプロファイルの傾きが変わることがわかります。半径の外側でのプロファイルの傾きは -2 乗に比例し、質量がないことが示唆されます。銀河団サブハローのレンズ信号の特徴は、図1のような銀河団の場合と比べ大きく異なることがわかります。

るにつれてレンズ信号が落ちていることと等価になります。レンズ信号は平均質量面密度と、ローカルな質量面密度の差でしたので、その半径の外側ではサブハローの質量が存在しないことを意味しています。この半径がサブハローの平均的の大きさを表しています。また、サブハローの大きさは、質量が大きいほど大きくなっていることがわかります。その大きさはおおむね、2-10分角であり、 $z \sim 0.2$ では約7分の1になることから、探知が難しいことが想像できます。さらに、高赤方偏移の銀河団では、サブハロー間の見かけの距離が小さくなるため、図4のようにほかのサブハローの信号の漏れ込みがないレンズ信号を捉えることは困難です。なお、銀河団中心からのサブハローの平均距離は、動径プロファイルの最大半径よりも大きいので、メイン銀河団からのレンズ信号の漏れ込みは無視できます。このような折れ曲がりをもつ特徴的プロファイルはサブハロー特有のもので、図1の50個の銀河団の平均的プロファイルを思い出してください。銀河団では、質量分布が滑らかに外側まで続くため、このような

折れ曲がりは見えません。私たちは、より定量化するためサブハローのレンズ信号を三つのモデルでフィティングを行いました。一つは、NFWモデル。残りの二つは、サブハローの外側では質量密度がゼロになるトランケーションプロファイル(TNFW, TNFWProb)です。TNFWProbは、サブハロー半径の確率関数を噛ませたものになっています。図4を見るように、トランケーションプロファイルがデータ点をよく表現することがわかります。なお、NFWモデルは、一番小さい質量と一番大きい質量のサブサンプルで有為に棄却されることがわかりました。このように、背景の銀河団と銀河団サブハローのレンズ信号の特徴的プロファイルが異なるため、レンズ信号から背景と銀河団内部の構造を鮮明に区別することができず。

2.3 銀河団サブハローの統計的性質

観測された銀河団サブハローの統計的性質を調べてみましょう。図4では質量からサブサンプルに分割しましたが、銀河団中心からのプロジェクション半径で分けて、同様の解析を行いました。

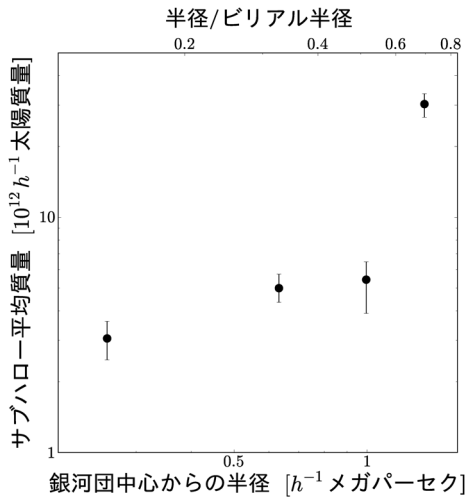


図5 銀河団中心からのプロジェクション半径に対するサブハローの平均質量。銀河団の中心部ほどサブハローの質量が小さいことがわかります。

図5に示すように、銀河団中心部ほど平均質量が小さくなり、サブハローの質量が削られている様子がわかります。サブハローの大きさや、サブハロー質量と銀河光度比でも、同様の結果が得られました。これはもともと銀河より広がっている暗黒物質が、外側から削られている過程を示していると考えられます。

図6はサブハローの質量関数を表します。私たちは質量の測定誤差と、サブハロー選定に際する閾値の不定性による誤差の両方を考慮しました。横軸の質量は、銀河団のヴィリアル質量で規格化しています。約2桁にわたる質量範囲で、サブハローの数がわかったことは驚きです。これは、超近傍銀河団の大きい見かけの大きさのおかげです。質量関数は質量が大きいほど単調にその数が減っていくことがわかります。質量の小さいサブハローでは誤差が大きいため上限値しか得られませんでした。また、私たちのサブハローの選定方法には、必ず偶然現れる疑似的質量ピークが存在します。これらの偽ピークは、観測と同じ条件下でモンテカルロシミュレーションによって再現で

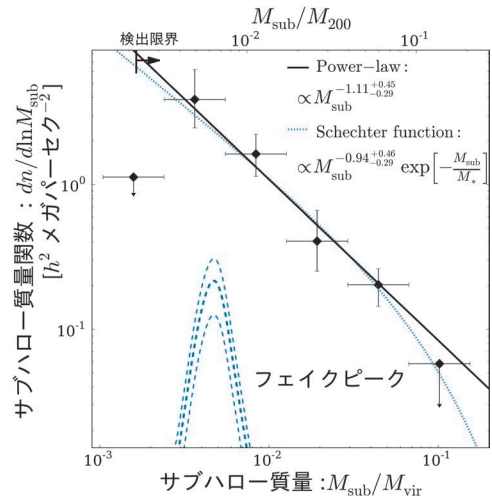


図6 サブハロー質量関数。観測された質量関数の傾きは階層的構造形成モデルの予言と一致しています。一方、偶然現れるフェイクピークの形とは大きく異なることがわかります。

きます。さらに、質量マップの偽ピークがもつ質量パラメーターの特性を、観測と同様にフィティングすることで測定でき、その擬似的質量関数を得ることができます。偽ピークは偶然現れるノイズなので、似たような質量パラメーターをもっています。そのため、質量関数上で単一のピークをもつ形として現れます。これは観測された単調減少の傾向と大きく異なります。そのため、私たちが得た結果はノイズではないと言えます。次に、観測データをべき乗則とSchechter関数¹³⁾でフィットすると、そのべき乗は階層的構造形成モデルが予言する-1に近いことがわかりました。これは、銀河団のサブスケールの構造が階層的構造形成の予言と一致する初めての証拠です。

2.4 メイン銀河団のレンズ信号

ここで、メイン銀河団のレンズ信号に話を戻しましょう。図2は、かみのけ座銀河団の中心からのプロジェクション半径に対する重力レンズ信号を表します。1分角から100分角までの2桁にわたりレンズ信号が探知されています。A1689に比べ、非常に複雑なプロファイルを描いていること

がわかります。これは、銀河団NFWプロファイル、銀河団サブハロー、背景からのレンズ信号のモデルの三つの重ね合わせで記述されることがわかりました。中心から100キロパーセクは最も明るい銀河に付随するサブハロー、約240キロパーセクまではサブハローからの信号が強いことがわかりました。一方、約1.3メガパーセクのところでは、背景構造からの信号が有為であることがわかりました。このように、見かけの角度が大きいことから、銀河団全体の内部構造をよく分解できるだけでなく、背景からの影響を調べることができます。赤方偏移 $z \sim 0.2$ の銀河団では1ピンでまとめられたレンズ信号が、超近傍銀河団では複数ピンに分かれて探知することができます。これは弱い重力レンズによる銀河団質量測定の実験誤差の評価に役立ちます。

3. まとめと今後の展望

私たちは、弱い重力レンズ効果を使い、超近傍銀河団の一つかみのけ座銀河団のサブハローの研究を行いました。見かけの大きさが大きいことから、小さい質量までのサブハローを探知ことができ、その質量関数の形が、階層的構造形成モデルと一致することを発見しました。超近傍銀河団に対する弱い重力レンズ解析は今まで精力的に行われてきた $z \geq 0.15$ の銀河団と比べても遜色なく実行できることを確認しました。また、高赤方偏移の銀河団の場合に比べ、より小さい物理スケールまで内部構造分解でき、銀河団質量測定の実験誤差の評価に役立つこともわかりました。

しかしながら、私たちのサブハローの研究は一つの銀河団で行われたにすぎず、ほかの超近傍銀河団でも系統的な研究が今後も必要不可欠です。例えば、銀河団の力学状態や質量の違いによる、サブハローの統計的性質の特徴の違いなどもまだわかっていません。また、質量関数の形や傾きを精度よく決定するためには、さらなる銀河団のサンプルが必要です。すばる望遠鏡の次期観測装置

であるハイパーシュプリームカム時代になると、シュプリームカムで $z \geq 0.15$ の銀河団が効率良く観測されたのと同様に、超広視野によって超近傍銀河団を効率良く観測することができます。多くの超近傍銀河団の質の良い光学データが得られることから、今後、個別の銀河団に対する弱い重力レンズ研究の主流が低赤方偏移に移っていくことが予想されます。今回の私たちの研究結果が、次の時代へのきっかけとなったとすれば、これほど喜ばしいことはありません。また、ハイパーシュプリームカムによる銀河サーヴェイが始まりました。今後膨大な数の銀河団や銀河群が発見することが期待されます。低赤方偏移から高赤方偏移まで幅広く銀河団の質量分布を知ることにより、今後私たちの銀河団の理解がさらに深まると言えます。

また、弱い重力レンズの手法は効率良くサブハローの位置を私たちに教えてくれます。銀河団外縁部にある質量の重いサブハローのホットガスは銀河団ガスとの相互作用が始まったばかりで、その重力ポテンシャルにトラップされている可能性が高いと考えられます。ホットガスや銀河団ガスはX線で観測されます。近年のすぐく衛星の研究によって、銀河団外縁部のガスの温度とエントロピーが予想より低く、大きな問題となっています¹⁴⁾⁻¹⁶⁾。銀河団外縁部ガスの問題の解釈の一つとして、X線サブハローの存在が指摘されています¹⁷⁾。弱い重力レンズとX線情報を組み合わせることで、外縁部問題に迫ることができるかもしれません。また将来的には、ハイパーシュプリームカムと次期X線衛星Astro-Hの銀河団データを組み合わせて、系統的な研究が行われ、銀河団物理の知見が深まるでしょう。

謝 辞

本論文の共著者である，二間瀬敏史氏，鍛冶澤賢氏に深く感謝いたします。また，執筆を依頼してくださった大栗真宗氏に御礼申し上げます。

参考文献

- 1) Gao L., et al., 2012, MNRAS 425, 2169
- 2) Miyazaki S., 2002, PASJ 54, 833
- 3) Hamana T., et al., 2009, PASJ 61, 833
- 4) Okabe N., et al., 2010, PASJ 62, 811
- 5) Oguri M., et al., 2012, MNRAS 420, 3213
- 6) Umetsu K., et al., 2014, arXiv1404.1375
- 7) Okabe N., et al., 2013, ApJ 769, L35
- 8) Navarro J. F., et al., 1997, ApJ 490, 49
- 9) Okabe N., Umetsu K., 2008, PASJ 60, 345
- 10) Okabe N., et al., 2011, ApJ 741, 116
- 11) Broadhurst T., et al., 2005, ApJL 619, 143
- 12) Guzik J., Seljak U., 2002, MNRAS 335, 311
- 13) Schechter P., 1976, ApJ 203, 297
- 14) Kawaharada M., et al., 2010, ApJ 714, 423
- 15) Ichikawa K., et al., 2013, ApJ 766, 90
- 16) Sato T., et al., 2012, PASJ 64, 95
- 17) Nagai D., Lau E. T., 2011, ApJ 731, L10.

Cluster Subhalos Revealed by Weak Gravitational Lensing Effect

Nobuhiro OKABE

Kavli Institute for the Physics and Mathematics of the Universe (WPI), Todai Institutes for Advanced Study, University of Tokyo, 5-1-5 Kashiwanoha, Kashiwa, Chiba 277-8583, Japan

Abstract: Clusters are formed by mergers with less massive halos. Less massive halos are accreted into more massive halos, which are then subsequently eroded by tidal stripping of the host halo, eventually becoming a smooth component. Since galaxy clusters are the most massive virialized objects in the universe, the central regions of subhalos have survived under the over-density field until the recent epoch. In order to detect less massive subhalos, we conducted weak-lensing studies of subhalos in the very nearby Coma cluster and succeeded in mass measurements thanks to the large apparent size. We then derived a subhalo mass function and found that best-fit power indices are in remarkable agreement with slopes of predicted by the hierarchical structure formation scenario. In this article, we present advantages by weak-lensing studies of very nearby clusters and results of lensing survey of subhalos in the Coma cluster.