

Sunyaev-Zel'dovich 効果で見える宇宙論

堀井 俊宏 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

銀河団は、宇宙の構造形成において、自己重力系をなす最大のオブジェクトである。銀河団は、バリオンとダークマターで構成されており、その中のバリオンの大部分が高温プラズマになっている。高温プラズマの観測では、基本的に X 線観測が用いられている。しかし、X 線以外の観測方法もあり、これらの観測を組み合わせたさらなる宇宙論への応用が期待されている。

銀河団の高温プラズマは、Sunyaev-Zel'dovich 効果 (SZ 効果) と呼ばれる効果により観測できる。SZ 効果は、宇宙マイクロ波背景放射 (CMB) の光子が銀河団を通る際に、高エネルギーの電子による逆コンプトン散乱によってエネルギーを受け取り、CMB の各周波数に対する光子数が変化する効果である。SZ 効果により、銀河団がある方向とその他の方向で CMB のスペクトルが異なる。

SZ 効果の観測と X 線観測を組み合わせることにより、銀河団の質量を求めることができる。さらに、距離-赤方偏移関係などの様々な物理量を求めることができる。

今回の発表では、まず、SZ 効果の概要について紹介する [T. Kitayama (2012)]。SZ 効果の観測と他の観測を組み合わせることにより、銀河団に関する様々な物理量を求めることができる。その中で、cluster counts を用いた宇宙論パラメータの決定を行う Planck 2013 results [Planck Collaboration (2014)] のレビューを行う。

1 Introduction

銀河団は、数百～数千の銀河からなる宇宙の中で最大の自己重力系をなす天体である。銀河団では、ダークマターが質量の大半を占めており、残りは高温のプラズマガスである。1980 年頃の研究により銀河団が最も明るい X 線源であることがわかった。このことは、宇宙のバリオンが星などの天体ではなく、高温ガスとして存在することを意味している。

長年、銀河団の高温ガスの研究は、X 線観測でしか行われていなかった。しかし、CMB の詳細な観測が可能になったことで、SZ 効果を検出できるようになった。最近では、観測機器の精度が良くなったことで、銀河団のサンプルが増えてきて、さらに正確な宇宙論パラメータの制限を得ることが可能になってきた。

2 章では、SZ 効果の具体的な計算を示し、cluster counts について紹介する。3 章と 4 章では、観測結果と結果に関する考察を議論する。

2 Methods

2.1 Sunyaev-Zel'dovich 効果

銀河団の中では、銀河団内のガスは電離しており、高温プラズマの状態になっている。宇宙マイクロ波背景放射の光子がその中を通過すると、逆コンプトン散乱を受ける。そのため、銀河団内の高エネルギーの電子から CMB 光子がエネルギーを受け取り、CMB のスペクトルが変更される。これが Sunyaev-Zel'dovich 効果 (SZ 効果) である。

銀河団を CMB 光子が通過する時間は、宇宙年齢に比べて十分に短いので、その間の宇宙膨張を無視できる。SZ 効果を考えるために、Kompaneetz 方程式

$$\frac{\partial f}{\partial y} = \frac{1}{x^2} \frac{\partial}{\partial x} \left[x^4 \left(\frac{\partial f}{\partial x} + f(1+f) \right) \right], \quad (1)$$

を適用することができる。ここで、 f は光子の分布関数を表しており、 x は光子のエネルギー E と温度 T の比 $x = E/T$ であり、 y はコンプトン y パラメータである。 y パラメータは、トムソン散乱断面積を

σ_T 、電子の質量を m_e 、銀河団内の数密度と電子温度をそれぞれ n_e 、 T_e とすると、

$$y = \frac{\sigma_T}{m_e} \int^t T_e n_e dt, \quad (2)$$

と書け、ある時間間隔での光子の振動数変化に対応している量である。また、光子は光円錐上を進むので、 y パラメータの時間積分を視線方向の空間積分に書き換えることができる。

$$y = \frac{\sigma_T}{m_e} \int^r T_e(r) n_e(r) dr. \quad (3)$$

実際の典型的な銀河団のサイズ R は数 Mpc で、電子数密度は 10^{-3}cm^{-3} 、電子温度は 10 keV であり、この時、 y パラメータの値は $y \sim T_e n_e R \sigma_T / m_e \sim 10^{-4}$ である。輝度温度の相対変化量を近似などを用いて求めると、

$$\begin{aligned} \frac{\Delta T}{T} &= y \left(x \coth \frac{x}{2} - 4 \right) \\ &\rightarrow \begin{cases} -2y & (x \ll 1) \\ (x - 4)y & (x \gg 1), \end{cases} \end{aligned} \quad (4)$$

となる。式 (4) から、長波長側のエネルギーの低いレイリー・ジーンズ領域では、逆コンプトン散乱を受けて光子が高エネルギー側へ叩き上げられるので、輝度温度の変化は負になることがわかる。また、短波長側のエネルギーの高いウィーン領域では、叩き上げられた光子によって、輝度温度の変化は正であることがわかる。このような CMB の輝度温度の変化は、Planck の観測 [Planck Collaboration (2011)] で確かめられている。

2.2 Cluster Counts

SZ 効果で見える宇宙論の具体例として、今回は、cluster counts を用いたものを記述する。宇宙論モデルは、 Λ CDM モデルを用いる。

まず、cluster counts は、次のように与えられる。

$$\frac{dN}{dz} = \int d\Omega \int dM_{500} \hat{\chi} \frac{dN}{dz dM_{500} d\Omega}. \quad (5)$$

ここで、 $d\Omega$ は立体角要素を、 M_{500} は、平均密度が臨界密度の 500 倍になる半径の内側の質量を表して

いる。また、 $\hat{\chi}(z, M_{500}, l, b)$ は銀河座標 (l, b) での completeness を表しており、

$$\hat{\chi}(z, M_{500}, l, b) = \int dY_{500} \int d\theta_{500} P(z, M_{500} | Y_{500}, \theta_{500}) \chi(Y_{500}, \theta_{500}, l, b), \quad (6)$$

と書くことができる。今、 $P(z, M_{500} | Y_{500}, \theta_{500})$ は、ある (Y_{500}, θ_{500}) に対する (z, M_{500}) の分布関数であり、 Y_{500} と θ_{500} はそれぞれ (z, M_{500}) にある銀河団の SZ フラックスとサイズを表している。

この式を実際に計算していく段階で、3 つの重要な仮定が必要になってくる。最初は、mass function であり、ある赤方偏移である質量を持った銀河団の数を与える。2 つ目は、scaling relation であり、質量と赤方偏移と観測の関係を与える。最後は、completeness である。それぞれの表式を実際に見ていく。

今回、mass function は、Tinker et al. の関数を用いる [Tinker et al. (2008)]。具体的には、

$$\frac{dN}{dM_{500}}(M_{500}, z) = f(\sigma) \frac{\rho_m(z=0)}{M_{500}}, \quad (7)$$

と書ける。ここで、 $f(\sigma)$ 、 σ は以下のようにかける。

$$\begin{aligned} f(\sigma) &= A \left[1 + \left(\frac{\sigma}{b} \right)^{-a} \right] \exp \left(-\frac{c}{\sigma^2} \right), \\ \sigma^2 &= \frac{1}{2\pi^2} \int dk k^2 P(k, z) |W(kR)|^2. \end{aligned}$$

σ_8 は、 $R = 8h^{-1} \text{Mpc}$ での値であり、今回、 A_s の代わりに宇宙論パラメータとして扱う。したがって、mass function は、 σ_8 の関数である。

続いて、scaling relation を見ていく。銀河団の質量とフラックスの関係式は、

$$\begin{aligned} E^{-\beta}(z) \left[\frac{D_A^2(z) \bar{Y}_{500}}{10^{-4} \text{Mpc}^2} \right] \\ = Y_* \left[\frac{h}{0.7} \right]^{-2+\alpha} \left[\frac{(1-b)M_{500}}{6 \times 10^{14} M_{\text{sol}}} \right]^\alpha, \end{aligned} \quad (8)$$

であり、 $D_A(z)$ は、ある赤方偏移での角径距離を表し、 $E^2(z) = \Omega_m(1+z)^3 + \Omega_\Lambda$ である。X 線観測から見積もった銀河団の質量と実際の質量のバイアス (1-b) は、次章以降では、0.8 としている。また、係数は、 $\log Y_* = -0.19 \pm 0.02$ 、 $\alpha = 1.79 \pm 0.08$ 、 $\beta = 0.66 \pm 0.50$ で与えられる。したがって、この関

係式の宇宙論パラメータへの依存は、 Ω_m に対してのみである。

最後に、completeness は、エラー関数

$$\text{erf}(u) = \frac{2}{\sqrt{\pi}} \int_0^u \exp(-t^2) dt,$$

を用いて、

$$\chi_{\text{erf}}(Y_{500}, \theta_{500}, l, b) = \frac{1}{2} \left[1 + \text{erf} \left(\frac{Y_{500} - X\sigma_{Y_{500}}(\theta_{500}, l, b)}{\sqrt{2}\sigma_{Y_{500}}(\theta_{500}, l, b)} \right) \right], \quad (9)$$

と書ける。ただし、 $\sigma_{Y_{500}}(\theta_{500}, l, b)$ は、ノイズである。

以上より、 dN/dz は、 σ_8 と Ω_m に依存していることがわかる。したがって、観測で dN/dz がわかれば、 σ_8 と Ω_m の関係に制限を与えることができる。

3 Results

Planck の観測で受かった銀河団の数を赤方偏移ごとにプロットしたものが、図 1 の点である。それをもとに、式 (5) を用いて、best fit model を計算したものが実線である。また、破線と一点鎖線は、それぞれ Planck の SZ のパワースペクトルと CMB のパワースペクトルから導かれた best model である。

SZ のパワースペクトルから計算された cluster counts と 銀河団の観測はよく一致している。しかし、CMB のパワースペクトルから計算された cluster counts は、観測より銀河団の数を多く予想している。

この結果から、 σ_8 と Ω_m の制限を求めると、図 2 のようになる。青線が銀河団の観測から与えられる制限で、赤線が CMB からの制限である。2つは大きくずれてしまっている。

4 Discussion

σ_8 と Ω_m のズレを解消するためには、何が必要かを考えていく。

今、銀河団の質量バイアス (1-b) を 0.8 に固定していたが、この制限を外すと、図 2 の青線の制限がゆるくなる。しかし、弱い重力レンズなどの他の観測

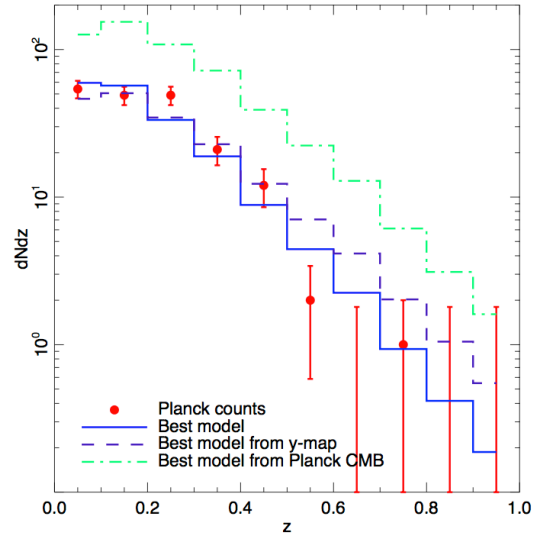


図 1: Planck の観測による赤方偏移ごとの銀河団の分布 [Planck Collaboration (2014)]

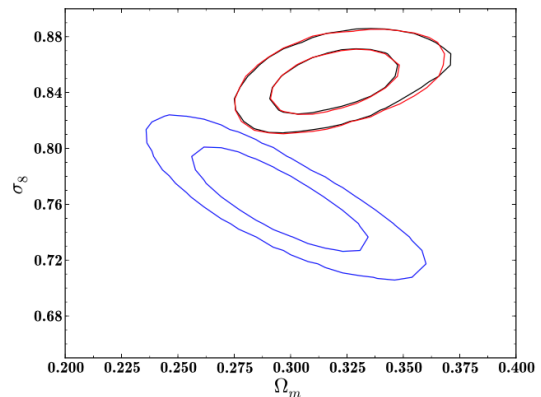


図 2: σ_8 と Ω_m の制限 [Planck Collaboration (2014)]

からも制限がかかり、あまり大きなバイアスは考えにくい。したがって、ある程度、contour を変えることができるがこれだけでは説明がつかない。

ここまで、 Λ CDM モデルを考えてきたが、ニュートリノ質量がある場合を考えてみる。ニュートリノが質量を持っていると、物質のパワースペクトルが抑えられるため、 σ_8 は小さくなる。そのため、CMB の制限は、 σ_8 の小さい方に広がる。しかし、BAO や CMB の角度パワースペクトル C_l からニュートリノ質量に制限があり、 $\sum m_\nu = 0.2\text{eV}$ 程度である。

このように、幾つかのパラメータを変えて考えて

みることで、CMB による制限と SZ による制限のズレを小さくすることができる。

5 Summary

銀河団から σ_8 と Ω_m に制限を与えた場合と CMB から制限を与えた場合で、図 2 のような大きなズレが生じてしまっている。これを解決する方法として、 Λ CDM モデルを拡張することや大きなバイアスを考えることが挙げられる。モデルの拡張で物質のパワースペクトルを修正する必要があり、その一例として、ニュートリノが質量を持っている場合が考えられる。しかしながら、依然として問題は解決しておらず、さらなるモデルの拡張を考慮することが求められている。また、銀河団を用いた宇宙論パラメータの決定は、質量と観測量の関係に制限されている。 σ_8 と Ω_m のズレを解消するためには、scaling relation や銀河団の質量バイアスをよりよく決定することが必要になってくる。

Reference

- Planck Collaboration 2011, A&A., 536, A8
- T. Kitayama 2012, arXiv:1404.0870
- Planck Collaboration 2014, A&A, 571.A20
- Tinker, J., Kravtsov, A. V., Klypin, A., et al. 2008, ApJ, 688, 709