

宇宙再電離と 21cm 線輝度温度

久保田 賢志 (熊本大学大学院 自然科学研究科)

Abstract

宇宙は誕生後、ビッグバン元素合成を経て、高温高密度でプラズマ状態にあったが、宇宙晴れ上がりののち、天体の存在しない暗黒時代を迎えた。この時代宇宙は中性水素で満たされていて中性化していた。やがて初期天体が形成され始めると、その放射によって中性水素がイオン化され、宇宙は再びイオン化されていった。この時代を宇宙再電離期 (Epoch of Reionization, EoR) という。暗黒時代や再電離期は十分に観測されておらず、これらの時代の物理はよく分かっていない。これらの時代の観測手段として中性水素の超微細構造由来の 21cm 線がある。21cm 線の観測量は輝度温度という量で与えられ、そこからこれらの時代の宇宙論的な情報や天体物理の情報を得ることができる。

今回は、再電離期の輝度温度をいくつかの近似を用いて計算する準数値シミュレーションである 21cmFAST を用いて再電離期の様子を再現した。さらに、輝度温度に関して power spectrum を用いて再電離期を解析し、今後の取り組みと bispectrum による高次解析について紹介する。

1 Introduction

初期宇宙はインフレーションによる劇的な誕生後、ビッグバン元素合成を経て、高温高密度でプラズマ状態にあった。やがて宇宙膨張に伴う再結合により中性水素が形成され、宇宙は中性化した。そして宇宙晴れ上がり以降は天体の存在しない暗黒時代がしばらく続いた。その時代にダークマターとバリオンの重力不安定性による天体形成が始まり、初期天体が形成され始めるとその天体から放射が起きるようになる。この天体からの放射によって天体の周りの中性水素はイオン化され、次第にイオン化領域は広がっていき、最後には宇宙全体が再びイオン化される。これが宇宙の再イオン化であり、この時代を再電離期と呼ぶ。

暗黒時代や再電離期は未だ十分に観測されておらず、これらの時代の物理はよく分かっていない。現在、これらの時代を大型電波望遠鏡により観測するための SKA 計画が進行中である。

これらの時代を観測する手段として中性水素の超微細構造由来の 21cm 線がある。21cm 線の観測量としては CMB との差から定義される輝度温度という量で与えられる。輝度温度には密度揺らぎや中性率、スピン温度などの情報が含まれる。したがって、輝度温度を通してこれらの時代の情報を得ることが

きる。また、power spectrum を扱うことでこれらの時代の様子を知らることができる。

2 Methods

宇宙に豊富に存在する中性水素は陽子と電子のスピン向きが平行か反平行かでエネルギー準位が異なる。これを中性水素の超微細構造といい、エネルギーの高い準位から低い準位に遷移したときに 21cm 線が放射される。エネルギーが高い準位の数密度 n_1 と低い準位の数密度 n_0 の比からスピン温度 T_S が次式で定義される。

$$\frac{n_1}{n_0} = \frac{g_1}{g_0} \exp\left(-\frac{h\nu_{21}}{kT_S}\right) \quad (1)$$

ここで、 g_i は統計的自由度、 k はボルツマン定数、 h はプランク定数、 ν_{21} は 21cm 線の周波数である。

また、スピン温度は CMB 光子との相互作用、Lyman- α 光子との相互作用、水素原子同士の衝突による相互作用の 3 つによって決定され、次式のように表される。

$$T_S^{-1} = \frac{T_\gamma + x_\alpha T_\alpha^{-1} + x_c T_K^{-1}}{1 + x_\alpha + x_c} \quad (2)$$

ここで、 T_γ は CMB 温度、 T_α は Lyman- α 光子の色温度、 T_K はガスの運動学的温度、 x_α は Lyman- α 光子と

の衝突結合係数、 x_c は原子との衝突結合係数である。観測量である輝度温度 δT_b はスピン温度と CMB 温度との差で定義され、次式で表される。

$$\begin{aligned} \delta T_b(\nu) &= \frac{T_S - T_\gamma}{1+z} (1 - e^{-\tau_{\nu_0}}) \\ &\approx 27x_{HI}(1 + \delta_{nl}) \left(\frac{H}{dv_r/dr + H} \right) \left(1 - \frac{T_\gamma}{T_S} \right) \\ &\quad \times \left(\frac{1+z}{10} \frac{0.15}{\Omega_M h^2} \right)^{\frac{1}{2}} \left(\frac{\Omega_b h^2}{0.023} \right) [\text{mK}] \quad (3) \end{aligned}$$

ここで、 z は redshift、 τ_{ν_0} は 21cm 線の光学的厚み、 x_{HI} は中性率、 δ_{nl} は密度揺らぎ、 H はハッブルパラメータ、 dv/dr は視線方向の速度勾配、 Ω_M と Ω_b はそれぞれ物質とバリオンのエネルギー密度である。(3) 式から、輝度温度は中性率、密度揺らぎ、スピン温度、速度勾配によって決まることが分かる。

しかし、再電離期の物理は非常に複雑なため、これをシミュレーションで扱うのはかなりの時間的コストがかかる。そこで 21cmFAST ではいくつかの近似を用いることで比較的簡単に中性率や密度揺らぎ、スピン温度、速度勾配を計算している (準数値シミュレーション)。まず、密度場の各セルに初期条件を与え、Zel'dovich 近似を用いて密度揺らぎを計算する。この密度場の情報をもとに残りの 3 つの量を計算する。このとき、イオン化は UV 光子と X-ray 光子によるイオン化を考える。その判定はイオン化光子が十分含まれる条件を満たしたときそのセルは完全にイオン化したとみなしている。スピン温度は (2) 式を用いて計算する。これを様々な z で計算し、上記の 4 つの量についてマップを作る。そしてそれらのマップから輝度温度の値を (3) 式に基づいて計算し、輝度温度についてのマップを作る。このようにして再電離期の様子を再現することができる。

また、21cmFAST の計算で得られた輝度温度のマップをもとに power spectrum を計算する。powerspectrum は次式で定義される。

$$\langle \delta_{21}(\mathbf{k}_1) \delta_{21}(\mathbf{k}_2) \rangle = (2\pi)^3 \delta_D(\mathbf{k}_1 + \mathbf{k}_2) P(\mathbf{k}) \quad (4)$$

ここで $\delta_{21}(\mathbf{x}, z)$ は輝度温度の揺らぎであり、次のように定義する。

$$\delta_{21}(\mathbf{x}, z) \equiv \frac{\delta T_b(\mathbf{x}, z)}{\delta \bar{T}_b(z)} - 1 \quad (5)$$

powerspectrum はフーリエ空間の 2 点の揺らぎから計算することができる。

3 Results and Discussion

図 1 ~ 図 4 はそれぞれ $z = 16.0, 12.0, 10.0, 9.0$ のときの輝度温度 (brightness temperature) のマップである。横軸と縦軸の単位は Mpc であり、200Mpc \times 200Mpc のスケールになっている。色で輝度温度を表しており、単位は mK である。黒い部分がイオン化している領域で、low- z になるにつれてイオン化領域が拡大していく様子が分かる。そして、今回用いたモデルでは $z = 8.2$ で全体のイオン化が完了する結果となった。ただし、このイオン化の進行のプロセスやイオン化の完了時期はイオン化効率などのパラメータに強く依存するため、様々なイオン化のモデルが存在する。したがって、今回の結果は 1 つのイオン化のモデルとして考えるべきである。

図 5 は 21cmFAST を用いて計算した輝度温度のマップから計算した powerspectrum の z 依存性である。powerspectrum は $k = 0.1 \text{Mpc}^{-1}$ のときの値であり、 z に関して 3 つのピークがあることが分かる。1 つ目のピーク ($z = 24$ 付近) は Lyman- 光子との相互作用 (WF 効果) によるスピン温度の揺らぎが大きくなるためであると考えられ、2 つ目のピーク ($z = 16$ 付近) は X 線によるガスの加熱によってスピン温度の揺らぎが大きくなるためであると考えられる。また、1 つ目と 2 つ目のピークには天体形成による密度揺らぎも寄与していると考えられる。3 つ目のピーク ($z = 10$ 付近) はイオン化によって中性率の揺らぎが大きくなるためであると考えられる。また、このときスピン温度は CMB 温度より十分大きいため、スピン温度の揺らぎの寄与は無視できる。

4 Conclusion

宇宙の暗黒時代や再電離期を観測する手段として、中性水素の超微細構造由来の 21cm 線があり、その観測量は輝度温度という量で与えられる。21cmFAST はこの輝度温度マップをいくつかの近似を用いて比較的簡単に計算できる。そして今回イオン化領域がいくつかのある点から拡大していく様子を再現することができた。ただし、このような振る舞いは計算で用いたパラメータに強く依存するため、イオン化には様々なモデルが存在する。また、21cmFAST の

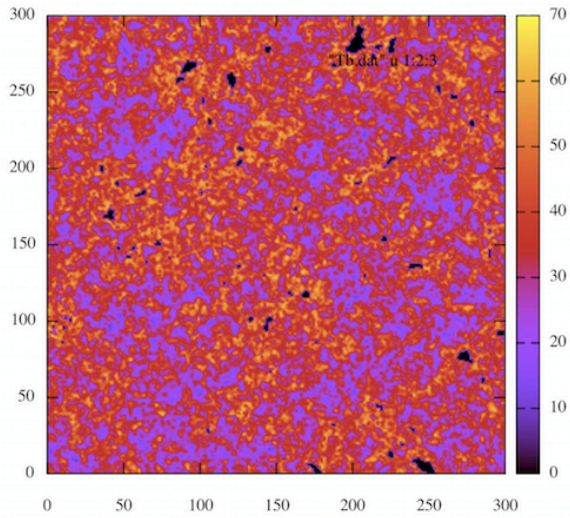


図 1 : brightness temperature[mK] ($z = 16.0$)

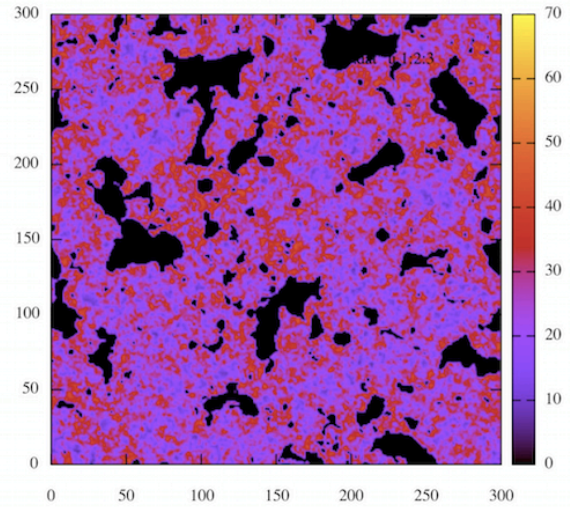


図 2 : brightness temperature[mK] ($z = 12.0$)

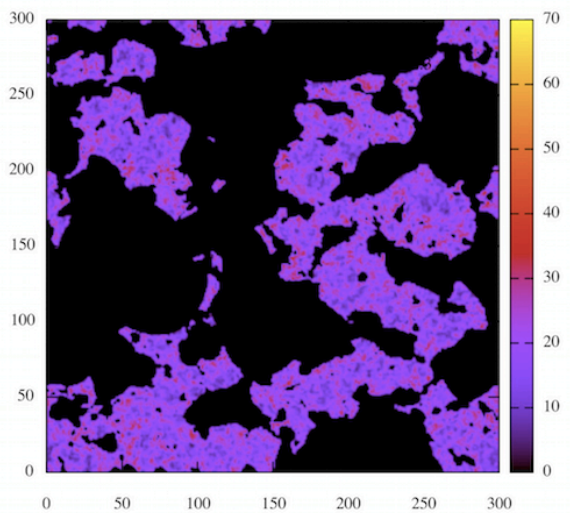


図 3 : brightness temperature[mK] ($z = 10.0$)

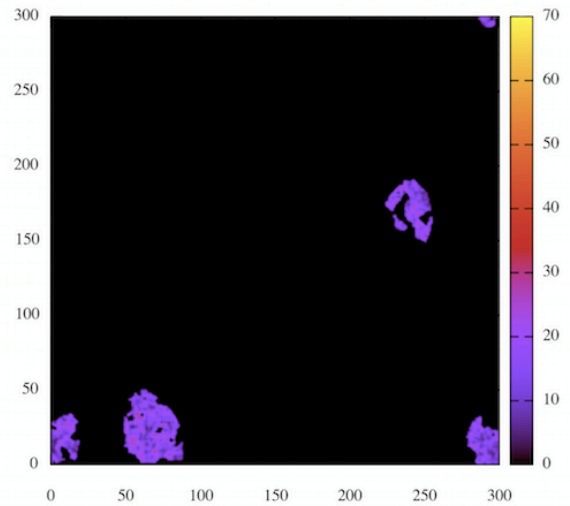


図 4 : brightness temperature[mK] ($z = 9.0$)

計算では recombination や feedback などの効果が考慮されていない。したがって、今後より正確に再電離期の様子を再現するためには、これらの効果を考慮し、様々なモデルで計算する必要がある。

輝度温度マップからの power spectrum は輝度温度を決定する量 (主に中性率、密度揺らぎ、スピン温度) の揺らぎの寄与が反映されていると思われる。再電離期以前は主にスピン温度の揺らぎの寄与が効果的であり、再電離期では中性率の揺らぎの寄与が効

果的であると考えられる。今後は同様にパラメータを変えたときに power spectrum がどのようになるかを調べる必要がある。

また、より高次の統計量として bispectrum というものがある。bispectrum は次式で定義され、フーリエ空間の 3 点の揺らぎから計算することができる。

$$\begin{aligned} & \langle \delta_{21}(\mathbf{k}_1)\delta_{21}(\mathbf{k}_2)\delta_{21}(\mathbf{k}_3) \rangle \\ & = (2\pi)^3 \delta_D(\mathbf{k}_1 + \mathbf{k}_2 + \mathbf{k}_3) B(\mathbf{k}_1, \mathbf{k}_2, \mathbf{k}_3) \quad (6) \end{aligned}$$

この bispectrum からは、今考えている量の分布の様子を知ることができる。特に、その分布が正規分布(ガウス分布)に従うとき、bispectrum は統計的に 0 になることが知られている。実は分布が正規分布に従うかどうかは power spectrum の解析だけでは分からないので、この非ガウス分布の検証に今後 bispectrum を用いて解析する必要がある。

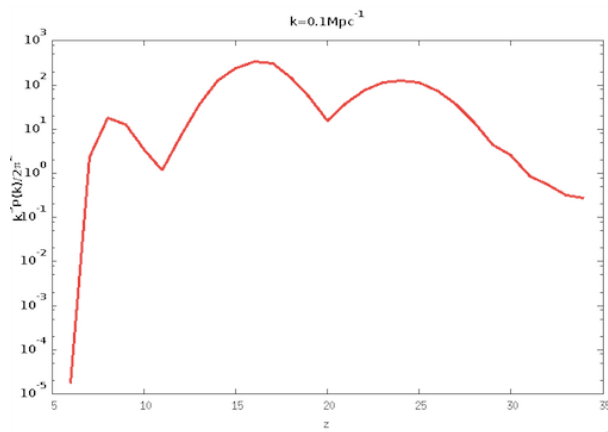


図 5 : 21cm powerspectrum($k = 0.1\text{Mpc}^{-1}$)

Reference

SKA-JP Science Book(2014)

A.Mesinger, S.Furlanetto, R.Cen, 2011, MNRAS, 411, 955

H.Shimabukuro, et al., arXiv1412.3332v1[astro-ph.CO]
10 Dec 2014