

Studying 21 cm power spectrum with 1-point statistics

Based on Shimabukuro et al
[astro-ph/1412.3332](https://arxiv.org/abs/1412.3332)

島袋隼士(名古屋大学&熊本大学)

吉浦伸太郎(熊本大学)

高橋慶太郎(熊本大学)

市來淨與(名古屋大学)

横山修一郎(立教大学)

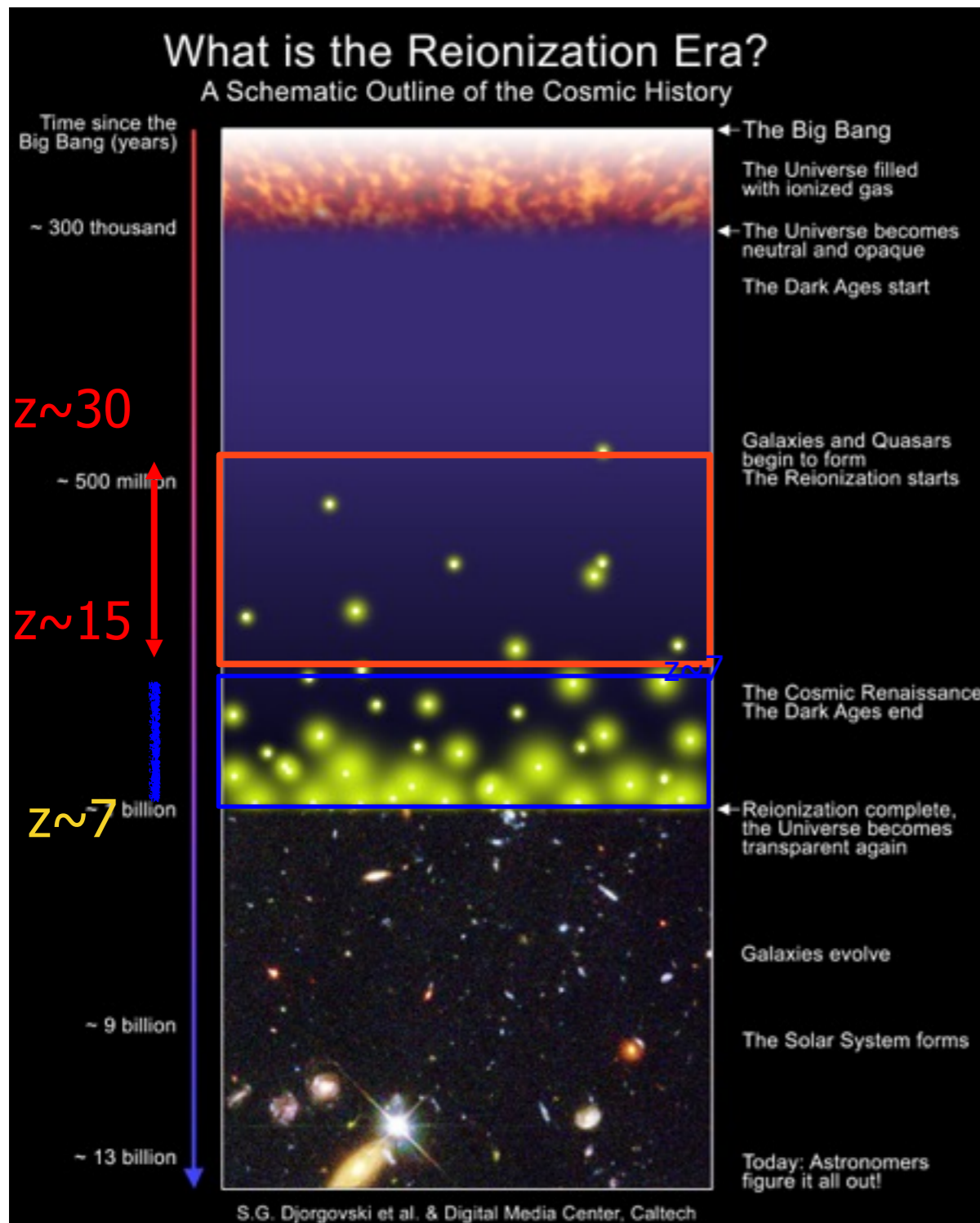


アウトライン

- ・ イントロダクション
- ・ 21cm power spectrumの時間発展
- ・ スピン温度と輝度温度の1点統計
- ・ まとめ

イントロダクション

Introduction



○ $z > 30$ ・ ・ **Dark age**

初期天体形成が起きていない時代。

○ $15 < z < 30$ ・ ・ **Cosmic dawn**

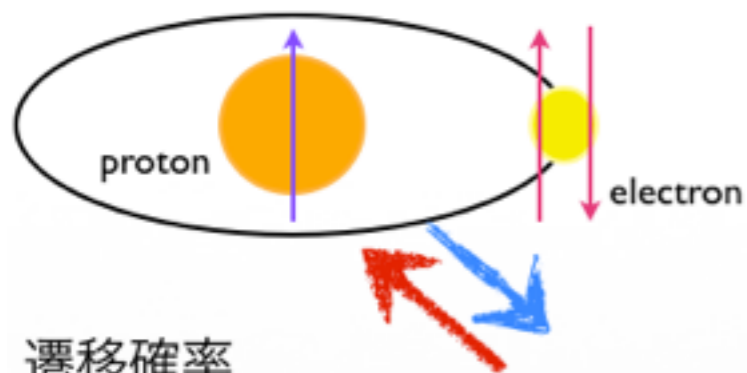
初期天体が形成され始め、天体物理学的な効果が効き始める。

○ $7 < z < 15$ ・ ・ **Epoch of Reionization (EoR)**

星や銀河からのUVによって、水素が電離する。

Introduction

○21cm line radiation



水素の超微細構造により、21cm radiationが生じる。

遷移確率

$$2.9 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}$$

Spin temperature

$$\frac{n_1}{n_0} = 3 \exp\left(-\frac{h\nu_{21}}{kT_S}\right)$$

$$T_S^{-1} = \frac{T_{\text{CMB}}^{-1} + x_\alpha T_\alpha^{-1} + x_K T_K^{-1}}{1 + x_\alpha + x_K}$$

○CMB

○Ly-alpha photon

○IGM

X-ray photonの数や強度, スペクトル

との相互作用で決まる。

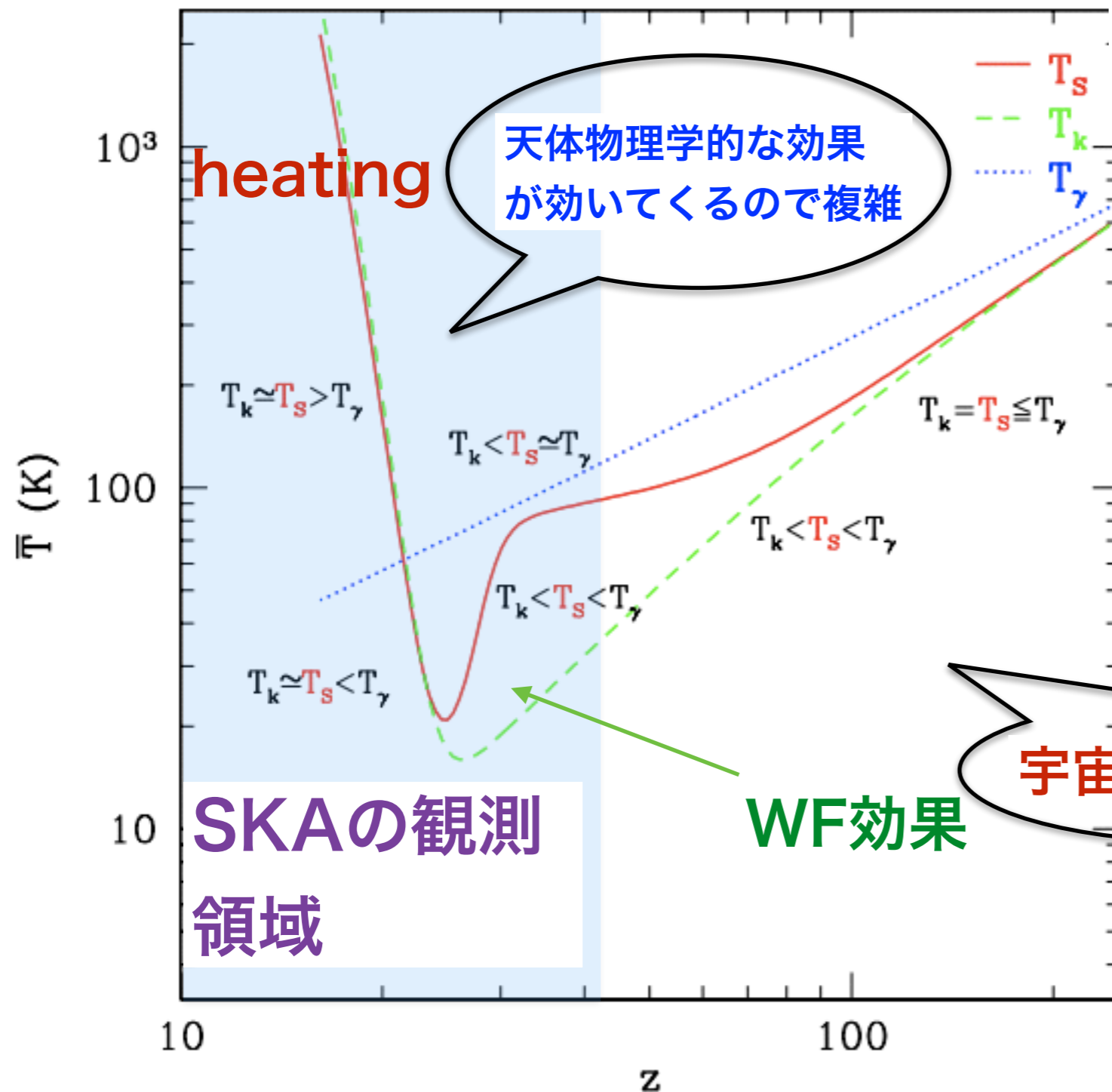
○星の種族 (PopIII, PopII)

○星の数 (初期質量関数)

Introduction

Thermal history

$$T_S^{-1} = \frac{T_{\text{CMB}}^{-1} + x_\alpha T_\alpha^{-1} + x_K T_K^{-1}}{1 + x_\alpha + x_K}$$



Wouthuysen-Field(WF)効果

天体からのLy-alpha photonの放射によって、spin temperatureとIGMのkinetic temperatureがカップリングする。

Mesinger et al 2010

Introduction

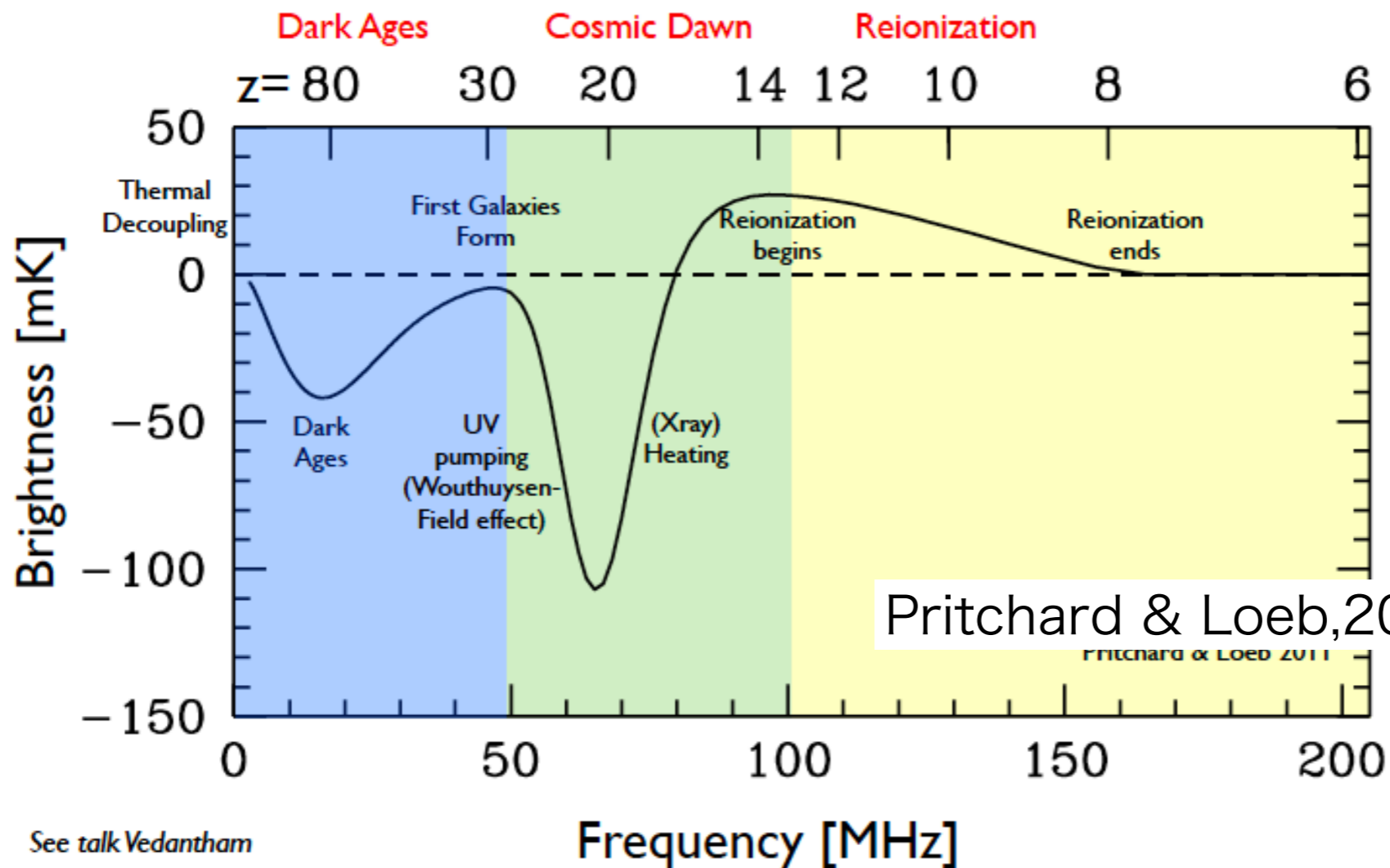
Thermal history

○輝度温度

赤 : astrophysics、青 : cosmology

$$\delta T_b(\nu) = \frac{T_S - T_\gamma}{1+z} (1 - e^{-\tau_{\nu 0}})$$

$$\sim 27 x_H (1 + \delta_m) \left(\frac{H}{dv_r/dr + H} \right) \left(1 - \frac{T_\gamma}{T_S} \right) \left(\frac{1+z}{10} \frac{0.15}{\Omega_m h^2} \right)^{1/2} \left(\frac{\Omega_b h^2}{0.023} \right) [\text{mK}].$$

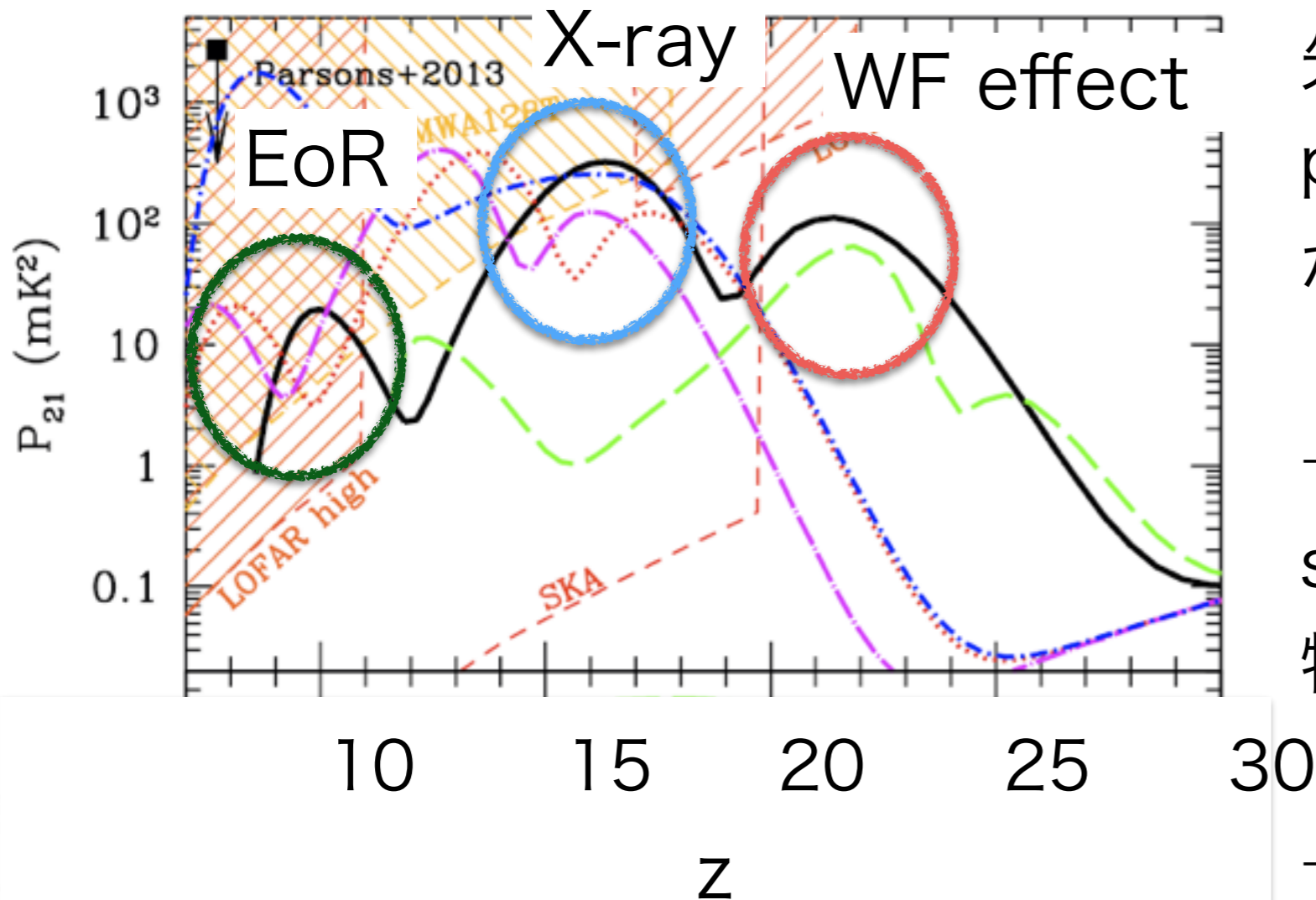


See talk Vedantham

Power spectrum

Mesinger et al 2013

$k=0.1 \text{ Mpc}^{-1}$



先行研究では、それぞれの peak についての物理的解釈が詳しく行われてこなかった。

→ EoR 以前での power spectrum に現れるピークの物理的解釈を詳しく知りたい

→ power spectrum の decomposition や 1 点統計を考えて、物理的な詳細を調べる。

シグナルから天体物理的な情報や宇宙論の情報を引き出すためには、シグナルの物理的解釈が重要！

21 cm power spectrumの 時間発展

Method

今回は、輝度温度のmapを作成するのに**21cmFAST**(Mesinger et al 2010)を使用。(200Mpc³, 300³ grid)

準解析的方法

○密度揺らぎの計算はZel'dovich近似で解く。(N体は解かない。)

+

○イオン化率の時間発展や、加熱のプロセスは解析的なモデルを使用。
(Furlanetto & Loeb, 2004)

○パラメータとして動かせるのは、イオン化効率や、星から出るUV光子の量やX線光子の量など。

Decomposed 21 cm power spectrum

$$\delta T_b(\nu) = \frac{T_S - T_\gamma}{1+z} (1 - e^{-\tau_{\nu 0}})$$

$$\sim 27 x_H (1 + \delta_m) \left(\frac{H}{dv_r/dr + H} \right) \left(1 - \frac{T_\gamma}{T_S} \right) \left(\frac{1+z}{10} \frac{0.15}{\Omega_m h^2} \right)^{1/2} \left(\frac{\Omega_b h^2}{0.023} \right) [\text{mK}].$$



揺らぐ

各揺らぎからの寄与を見る。

brightness temperatureを(平均値) + (揺らぎ)に展開

$$\delta T_b = (\overline{\delta T_b})(1 + \delta_m)(1 + \delta_{x_H})(1 + \delta_\eta)$$

$$\eta = 1 - T_\gamma/T_S$$

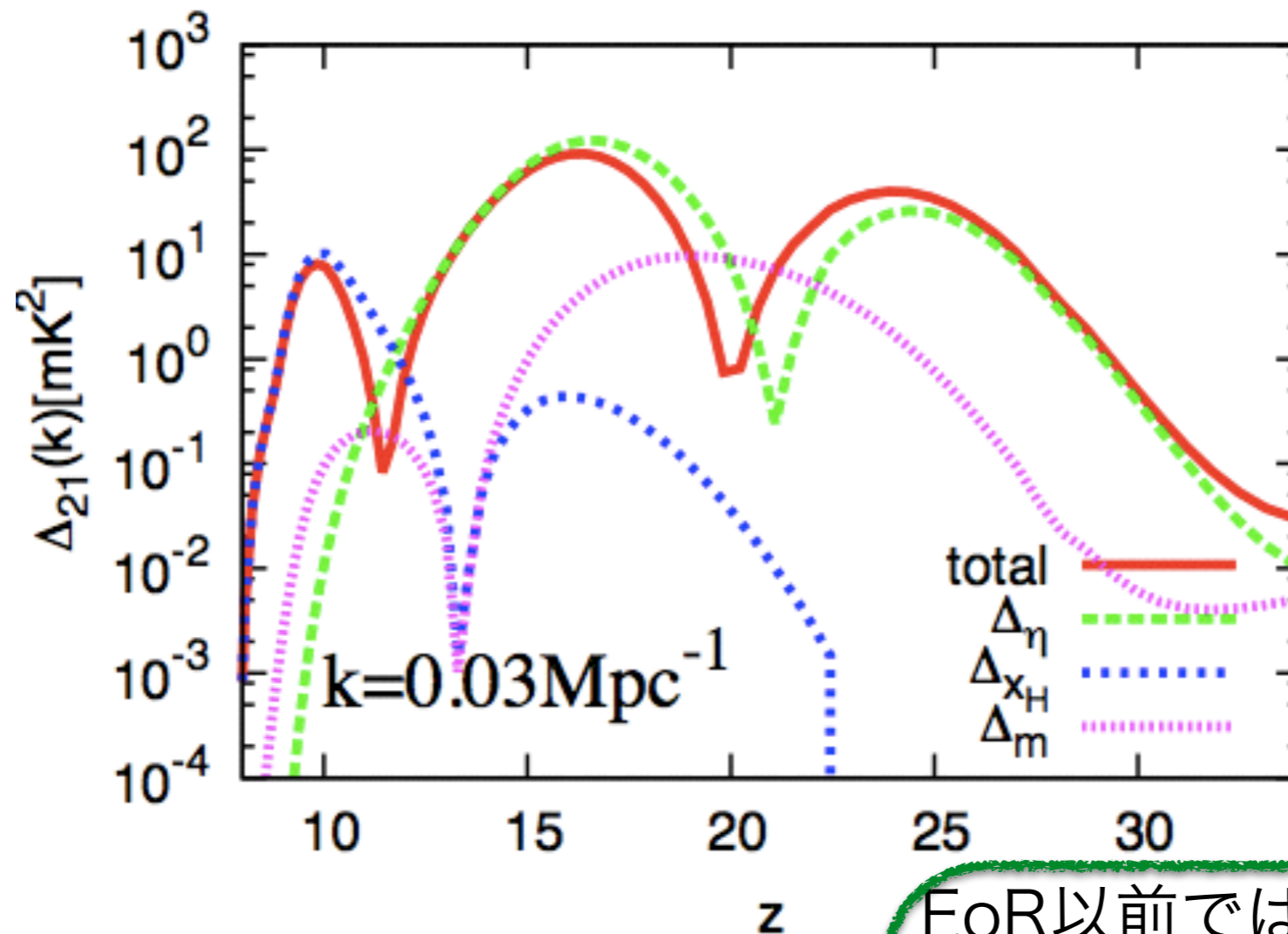
各々のpower spectrumを計算

$$\langle \delta_m(\mathbf{k}) \delta_m(\mathbf{k}') \rangle = (2\pi)^3 \delta(\mathbf{k} + \mathbf{k}') P_m(\mathbf{k}).$$

$$\langle \delta_H(\mathbf{k}) \delta_H(\mathbf{k}') \rangle = (2\pi)^3 \delta(\mathbf{k} + \mathbf{k}') P_{x_H}(\mathbf{k}).$$

$$\langle \delta_\eta(\mathbf{k}) \delta_\eta(\mathbf{k}') \rangle = (2\pi)^3 \delta(\mathbf{k} + \mathbf{k}') P_\eta(\mathbf{k}).$$

Decomposed 21 cm power spectrum



- 3つのピークが出現。
- 中性率によるピークが支配的 @EoR
- スピン温度成分は2つのピーク
- 密度揺らぎ成分もEoR前だと効いている。

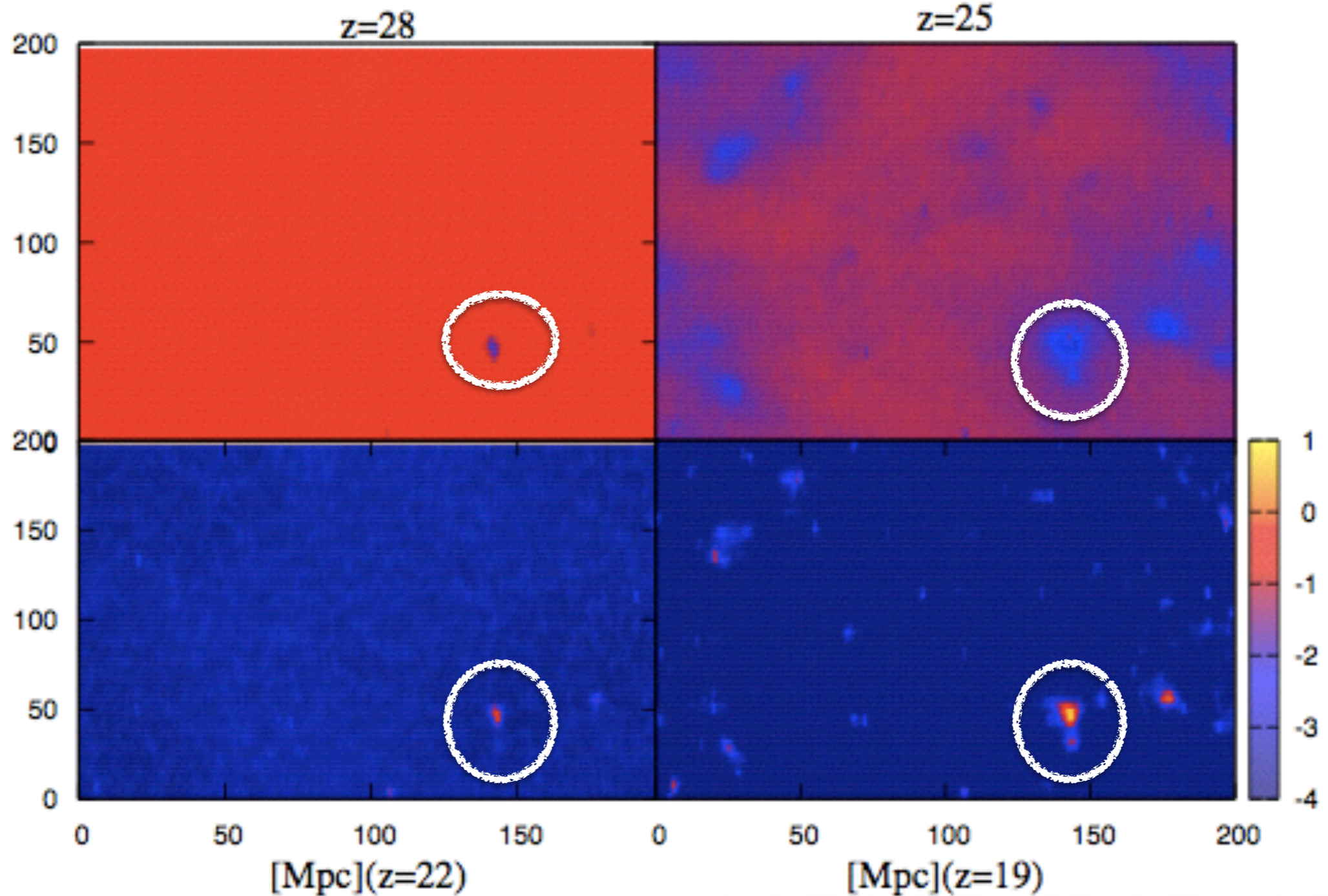
EoR以前では、スピン温度による揺らぎが効果的。

→ **WF effect**, **X-ray heating**

EoR以前のPSの物理的解釈を行うために **η (スピン温度)** に注目する。

スピン温度と輝度温度の 1点統計

スピン温度の進化



○Ly- α 光子を放射→WF効果

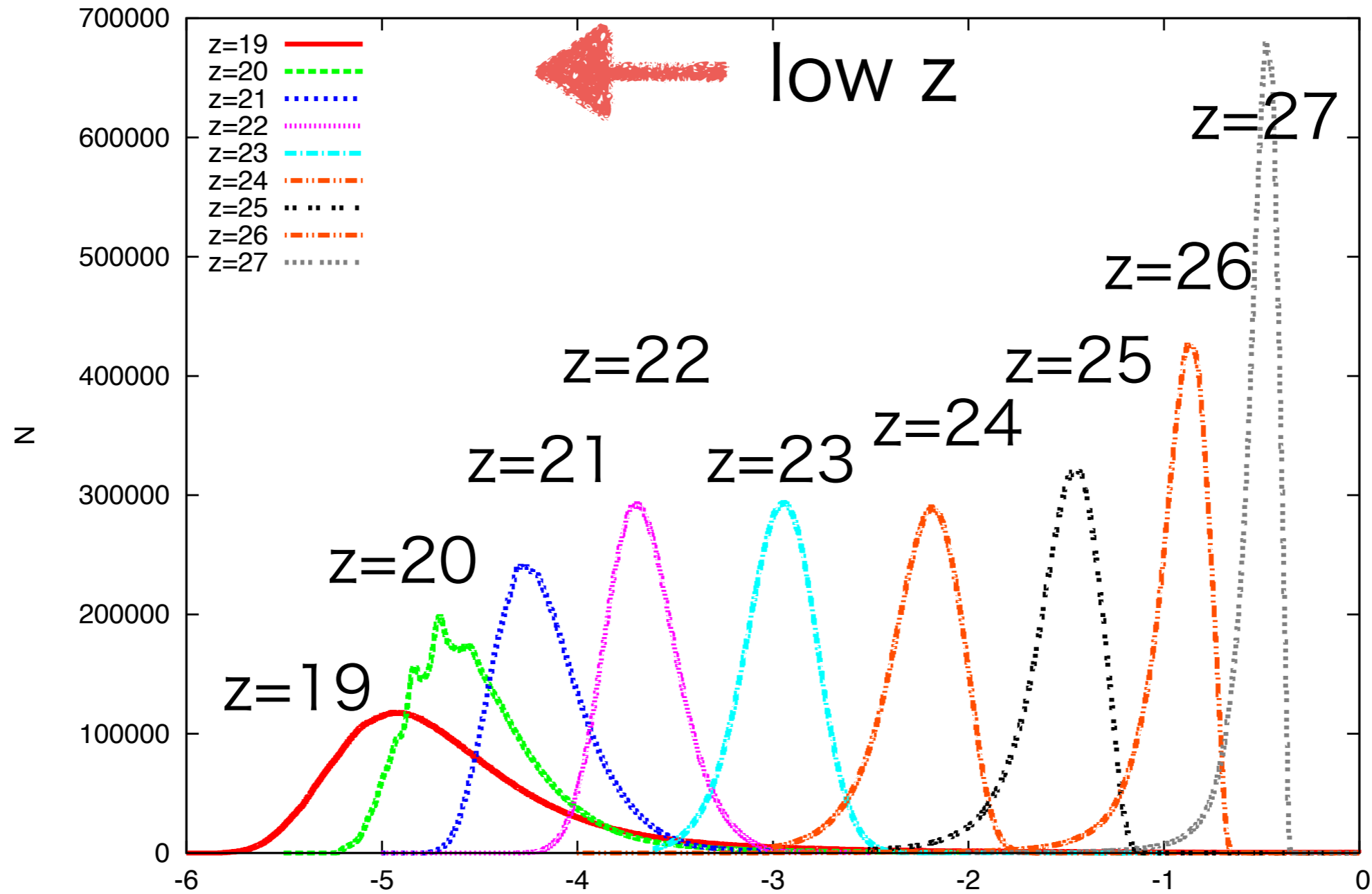
○X線光子を放射→X-ray heating

天体形成が進んでいる場所ほど
いち早く起こる

circle内では天体形成が進んでいるので、周囲に比べるとWF効果やX-ray heatingが起きやすい。

密度揺らぎ大

スピン温度の分布



○tailは天体が形成されている領域に対応。

$$\eta = 1 - T_\gamma / T_s$$

○high-z → 低いスピン温度側にtail, WF効果

○low-z → 高いスピン温度側にtail, X-ray heating

○X-ray heatingが効果的になる過程で、ガウス分布に近づく。

Variance and skewness

○variance and skewness

$$\sigma^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N [X - \bar{X}]^2$$

$$\gamma = \frac{1}{N\sigma^3} \sum_{i=1}^N [X - \bar{X}]^3$$

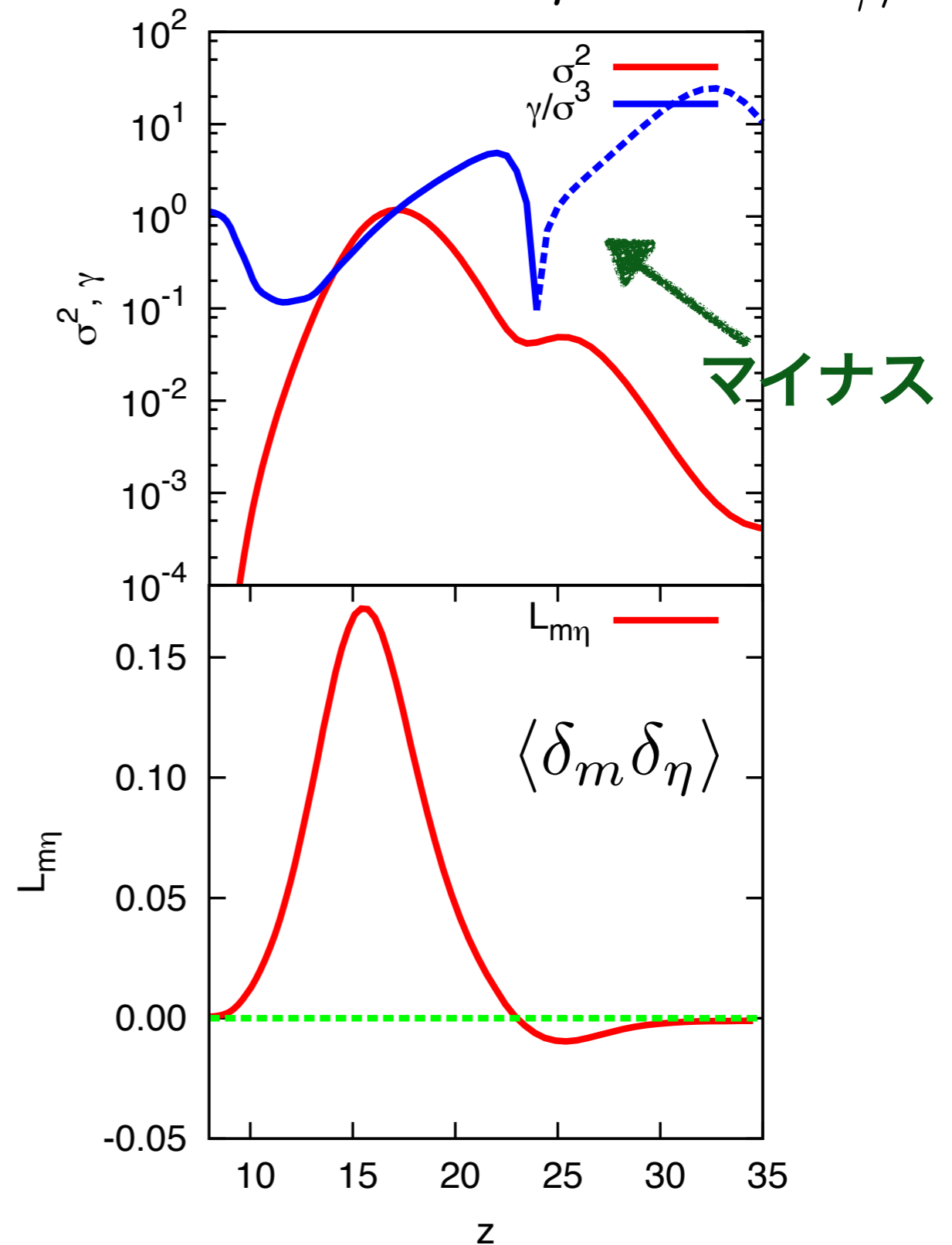
tailが左側→マイナス

tailが右側→プラス

○variance→分布の幅を反映

○skewness→WF効果、X-ray heating、どっちが効果的かで符号が変わる。

$$\eta = 1 - T_\gamma/T_S$$



Variance and skewness of brightness temperature

実際の観測量は輝度温度

variance

$$\sigma_{\delta T} = (\overline{\delta T})^2 \left[\sigma_{\delta_m} + \sigma_{\delta_\eta} + \sigma_{\delta_{x_H}} + \langle \delta_m \delta_\eta \rangle + \langle \delta_m \delta_{x_H} \rangle + \langle \delta_\eta \delta_{x_H} \rangle + O(\delta^3) \right].$$

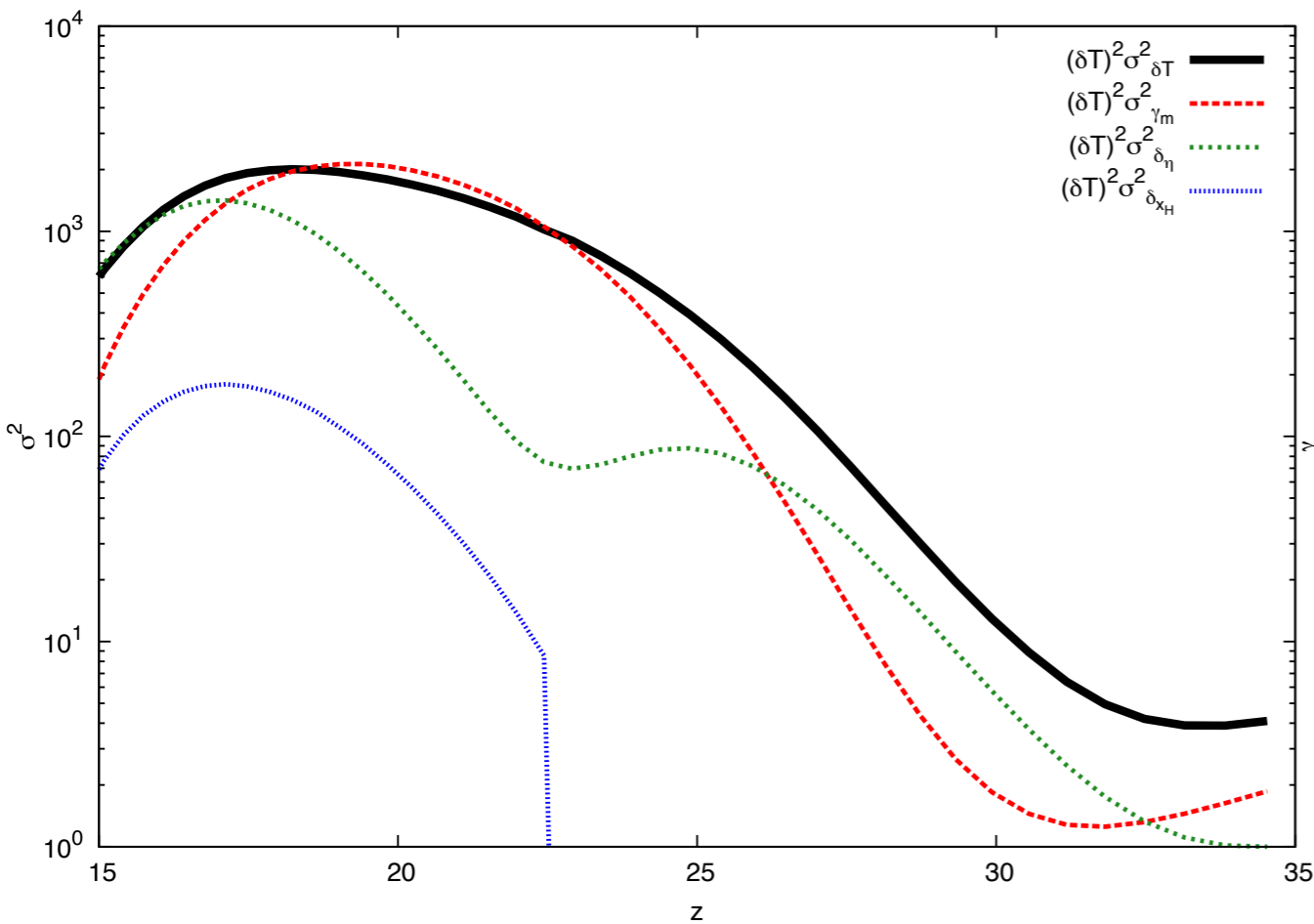
skewness

$$\begin{aligned} \gamma_{\delta T} = (\overline{\delta T})^3 & \left[\gamma_{\delta_m} + \gamma_{\delta_\eta} + \gamma_{\delta_{x_H}} + \langle \delta_m \delta_\eta \delta_{x_H} \rangle \right. \\ & \left. + 3(\langle \delta_m^2 \delta_\eta \rangle + \langle \delta_m^2 \delta_{x_H} \rangle + \langle \delta_\eta^2 \delta_{x_H} \rangle + \langle \delta_m \delta_\eta^2 \rangle + \langle \delta_m \delta_{x_H}^2 \rangle + \langle \delta_\eta \delta_{x_H}^2 \rangle) + O(\delta^4) \right] \end{aligned}$$

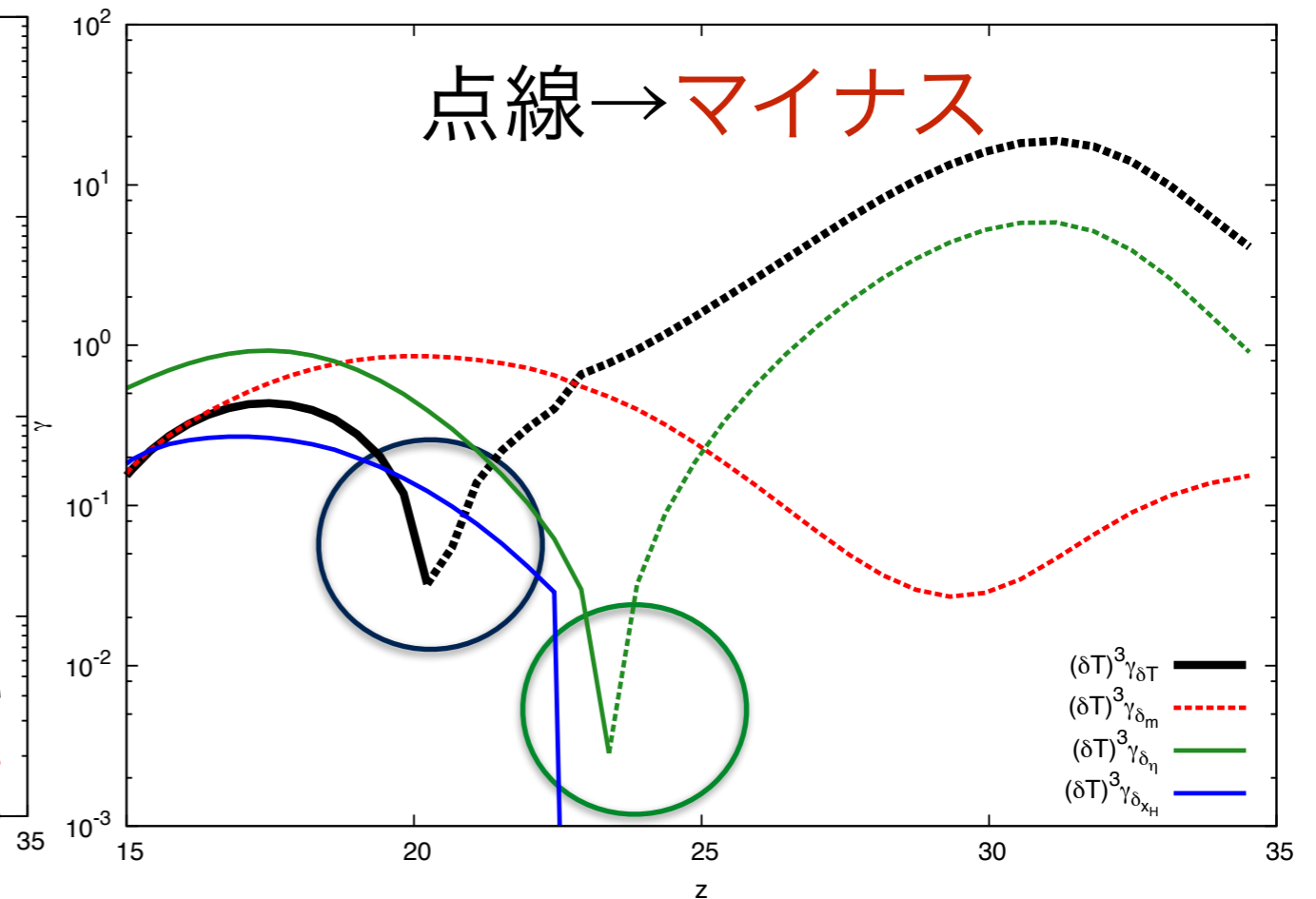
variance&skewnessの成分のauto-correlation termをプロット。

Result

Variance



Skewness



○skewnessの符号変化の位置が η と δT で異なる。
→matterの揺らぎによる。

しかし、基本的な物理的シナリオは同じ。

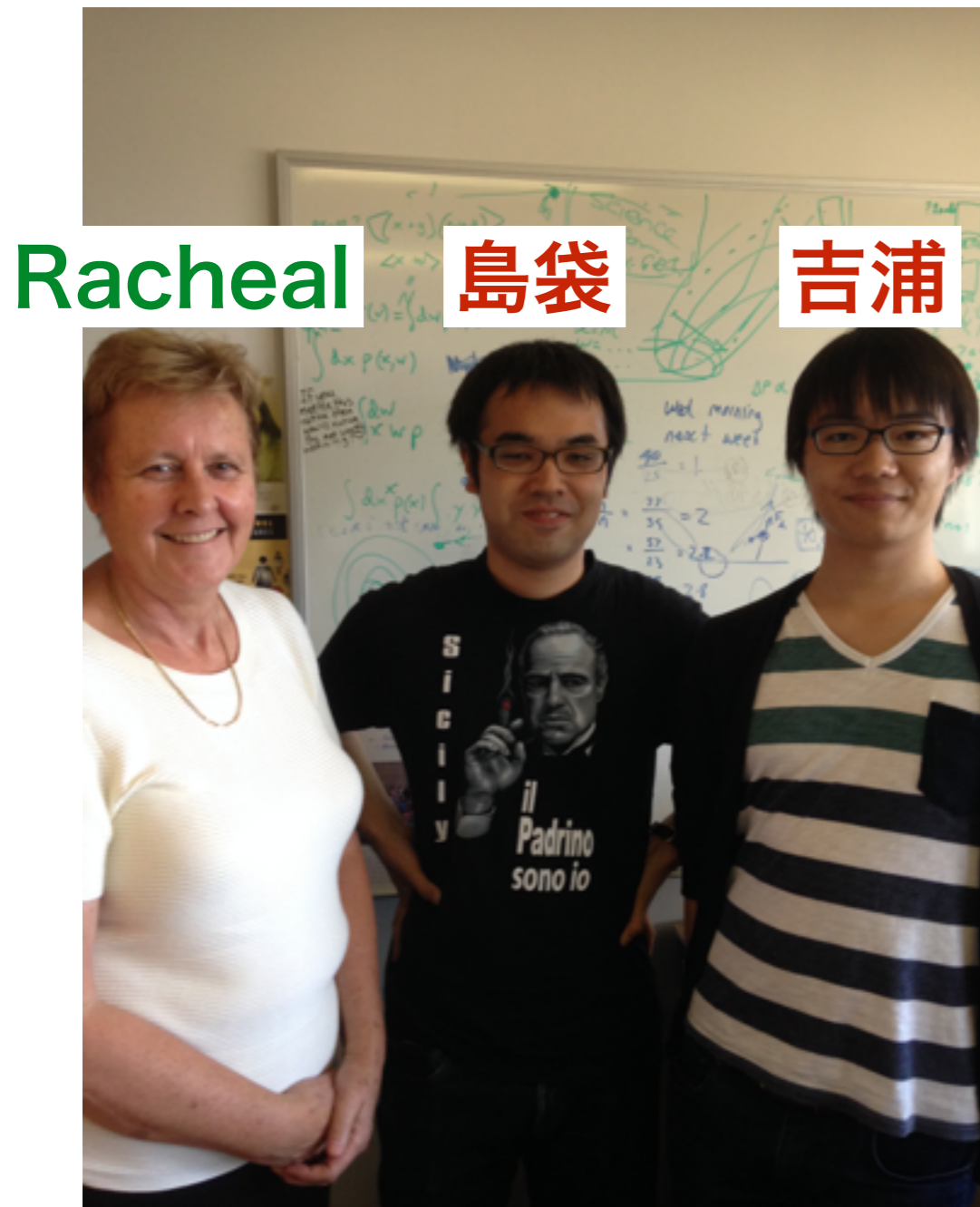
○matterのskewnessは宇宙論的に計算できる。

○skewnessでは中性水素率の寄与がvarianceと比べて大きい。

○スケール依存性を見るためには、bispectrumを見る必要あり。

メルボルン大学にて

○MWAグループが実際に使っているパイプライン(RTS)を用いて、データ解析の勉強。



Summary

- ・ 21cm線シグナルから天体物理学的、宇宙論的情報を引き出したい。
- ・ 21cm power spectrumの物理的解釈が重要。
- ・ 21cm power spectrumを各componentに分解し、EoR以前では、スピン温度の寄与が大きい事を確認。
- ・ power spectrumの振る舞いを理解するために1点統計を用いた。
- ・ skewnessはWF効果やX-ray heatingで符号を変えるので、indicatorとして使える→X-ray sourceの性質（X-ray binary, quasar, supernovae remnantなど）を区別できる可能性。
- ・ skewnessのスケール依存性を見るためには、bispectrumの解析が必要。（現在、進行中）

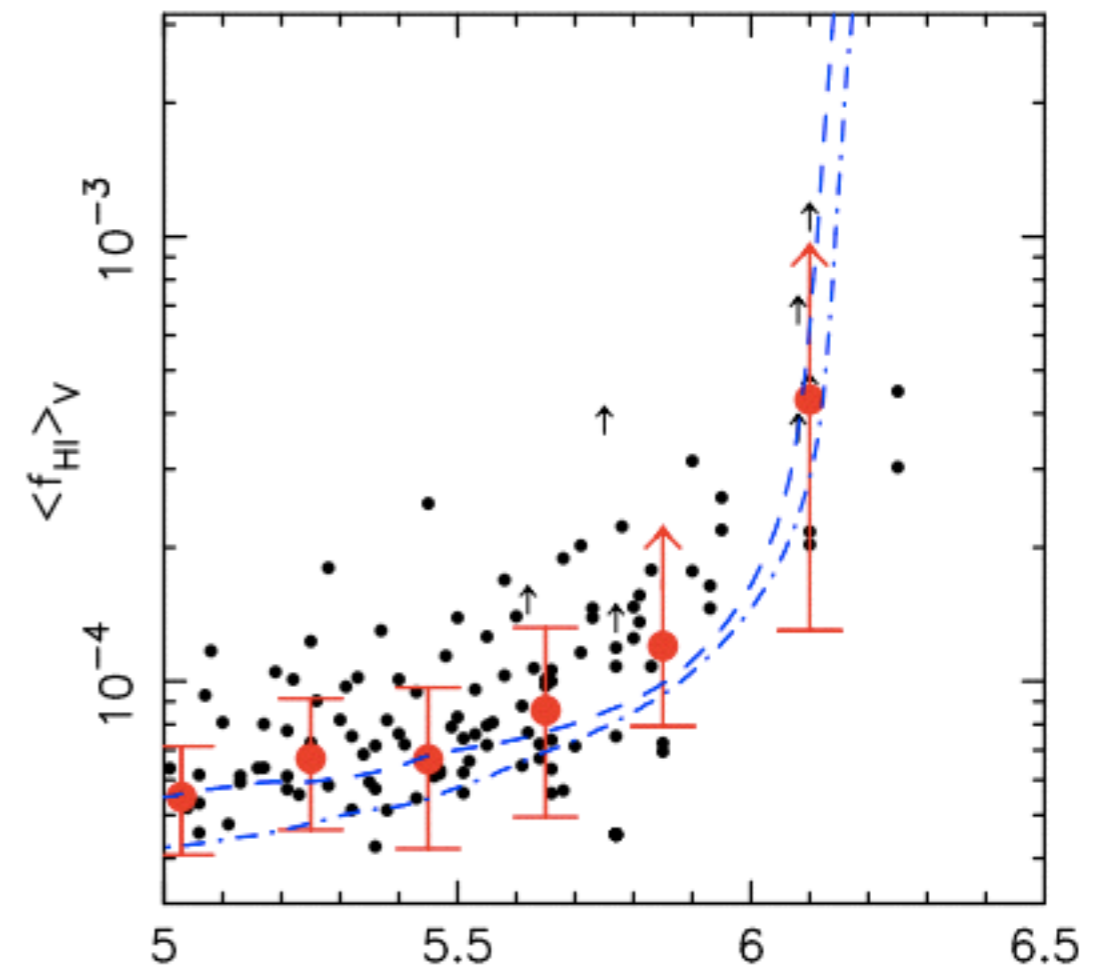
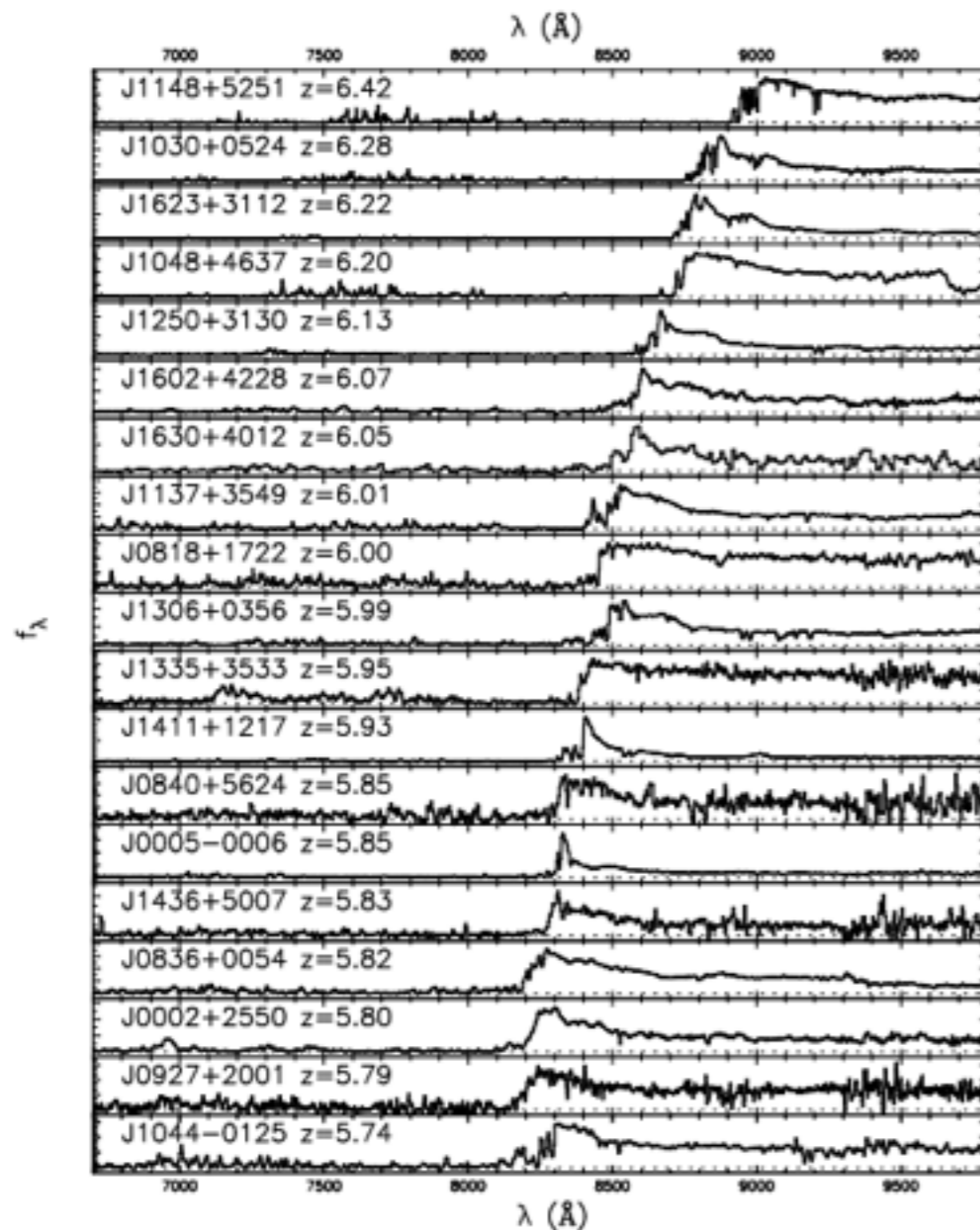
backup

Constraints

high-z quasar → quasarのスペクトラムの吸収線から中性水素の割合に制限。

$$\tau_{\text{GP}}(z) = 4.9 \times 10^5 \left(\frac{\Omega_m h^2}{0.13} \right)^{-1/2} \left(\frac{\Omega_b h^2}{0.02} \right) \left(\frac{1+z}{7} \right)^{3/2} \left(\frac{n_{\text{HI}}}{n_{\text{H}}} \right)$$

(Fan et al 2006)



$z=6.1$ で $f_{\text{HI}}^z < 0.001$

Constraints

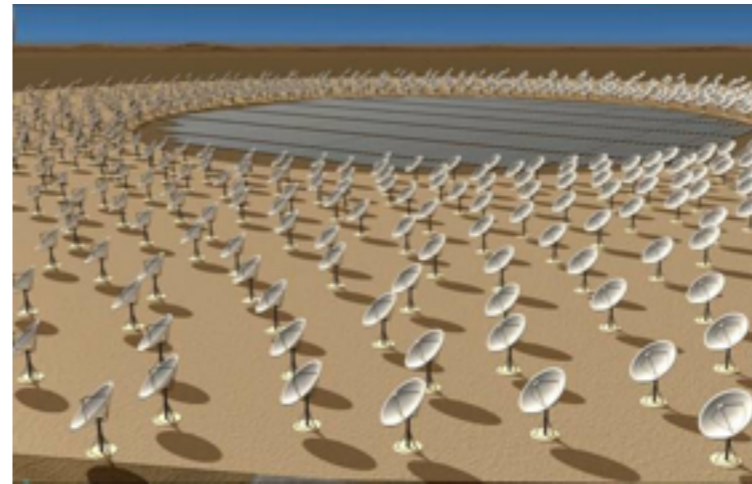
- high-z galaxy → Ly-alpha luminosity functionの時間発展から減光具合を調べる事により、中性水素の割合に制限。
- CMB偏光観測 → トムソン散乱に対する光学的厚さを見積もる事により、電子の柱密度を測定し、再電離の開始時期に制限。

$$\tau_e \propto \int_{z_r}^0 n_e(z) \frac{dt}{dz} dz$$

$$\tau = 0.089 \pm 0.014, z_{\{r\}} = 10.6 \pm 1.7$$

Constraints

- ・ EoR開始時期や、その期間の情報を知るためには、中性水素からの21cm線の観測が有効。
- ・ SKAによる観測計画が現在進んでいる。(2020年~ SKA 1始動予定. 集光面積: $\sim \text{km}^2$, 視野: $5^\circ \times 5^\circ$, 分解能: 1分角)



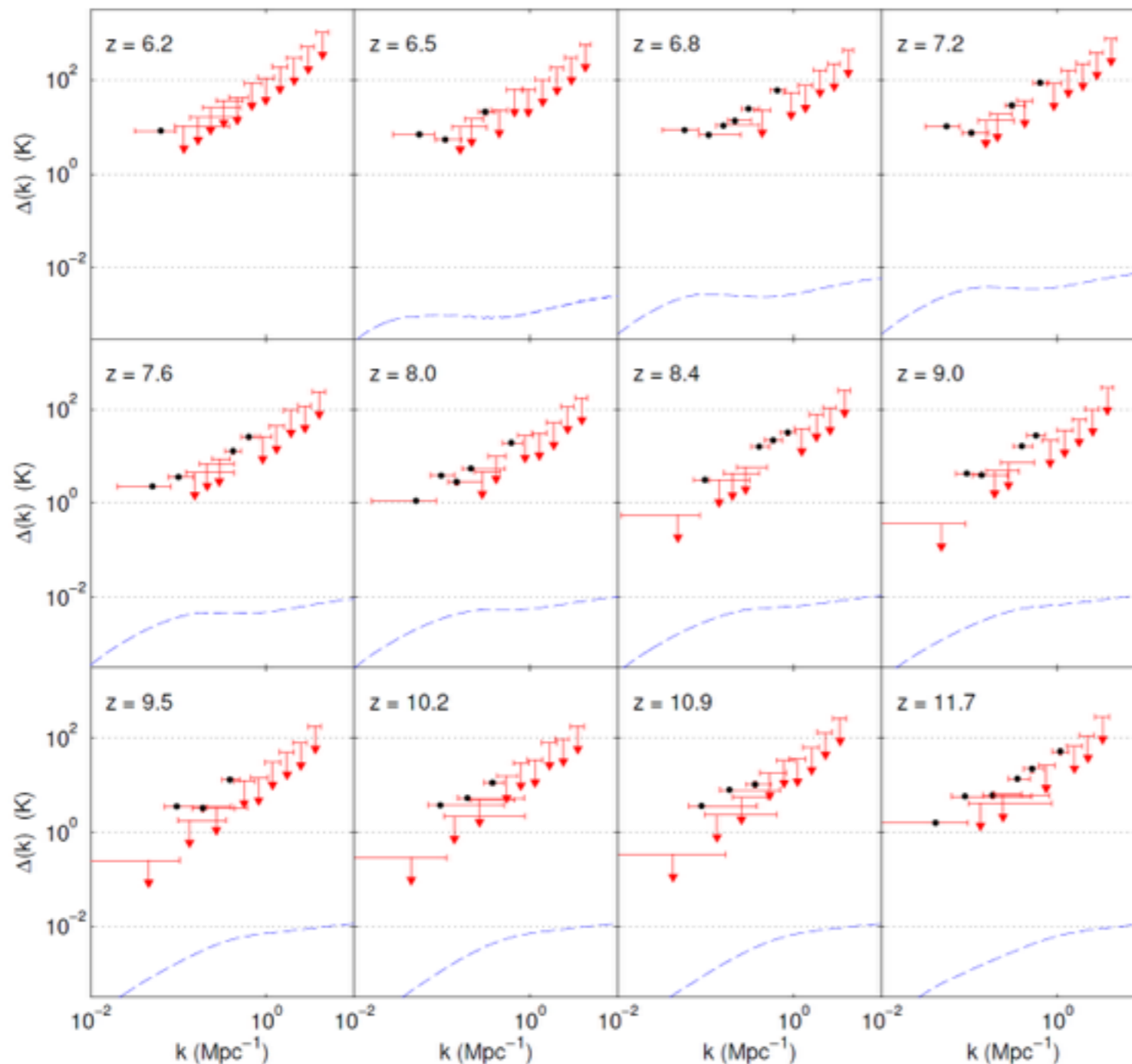
- ・ SKA1 (SKAの10%程度のスペック)では、まずは、21cm線の揺らぎの統計的性質を探る。→Power spectrum

$$\langle \delta(\mathbf{k}) \delta^*(\mathbf{k}') \rangle = (2\pi)^3 \delta(\mathbf{k} + \mathbf{k}') P(k)$$

Constraints

MWA観測データ (Dillon et al 2013)

$$\langle \delta(\mathbf{k}) \delta^*(\mathbf{k}') \rangle = (2\pi)^3 \delta(\mathbf{k} + \mathbf{k}') P(k)$$



MWAでの21 cm power spectrumへの制限。

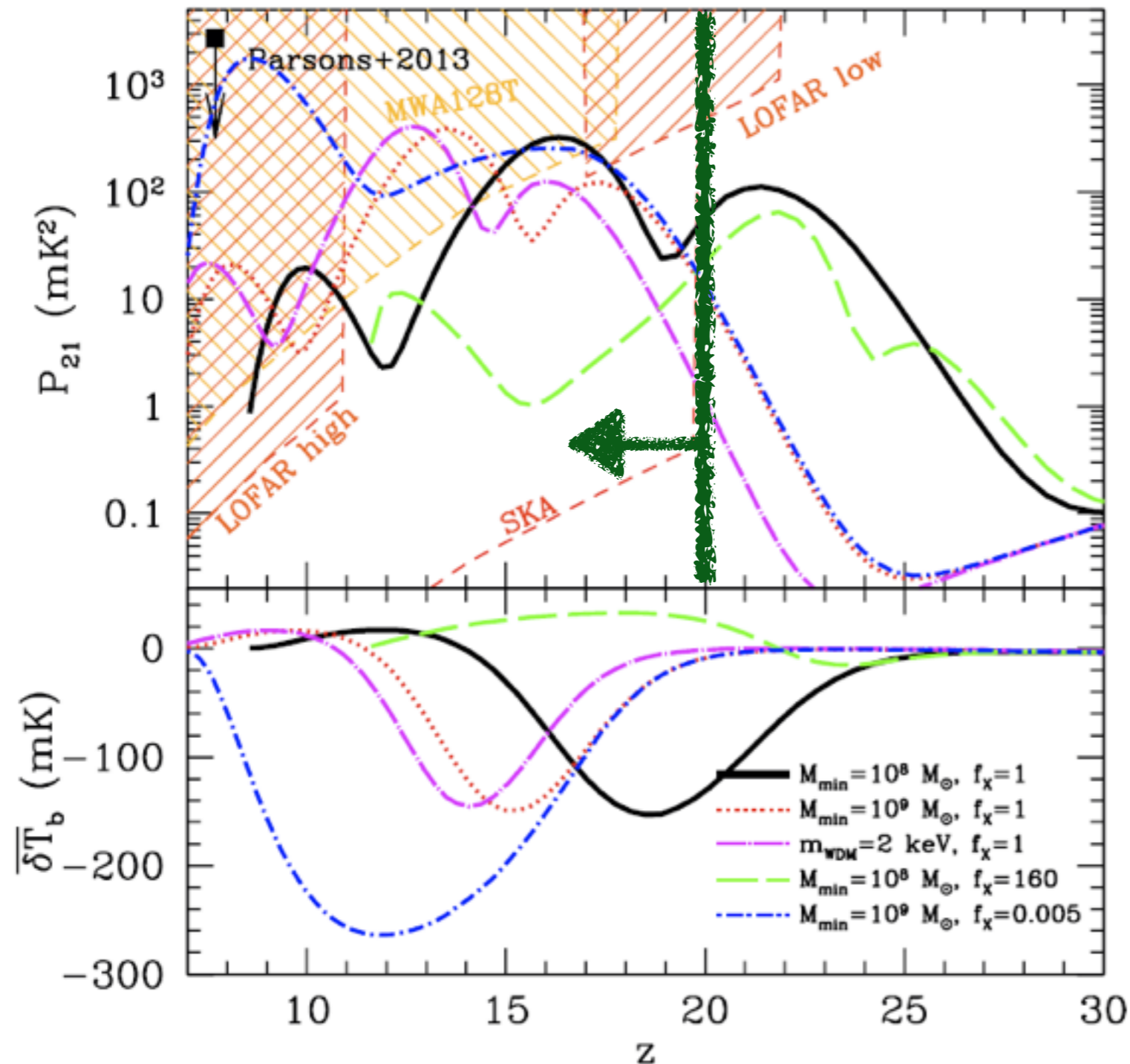
横軸：波数

あと2桁。温度にした
ら、あと1桁の感度が
求められる。

Power spectrum

Mesinger et al 2013

$k=0.1 \text{ Mpc}^{-1}$

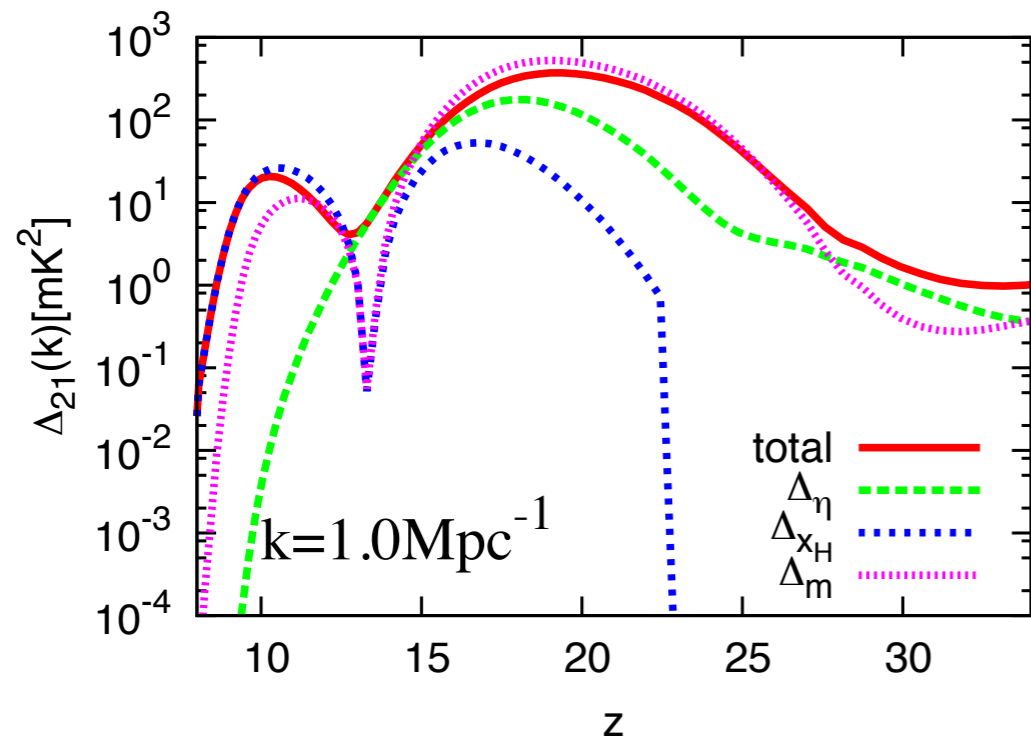
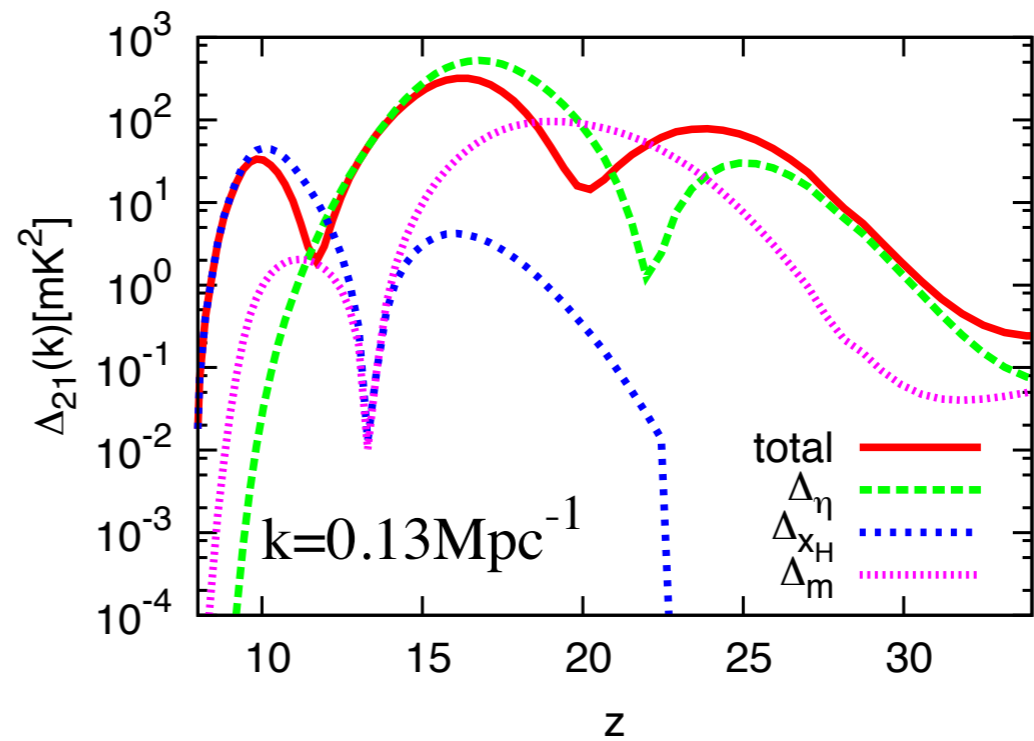
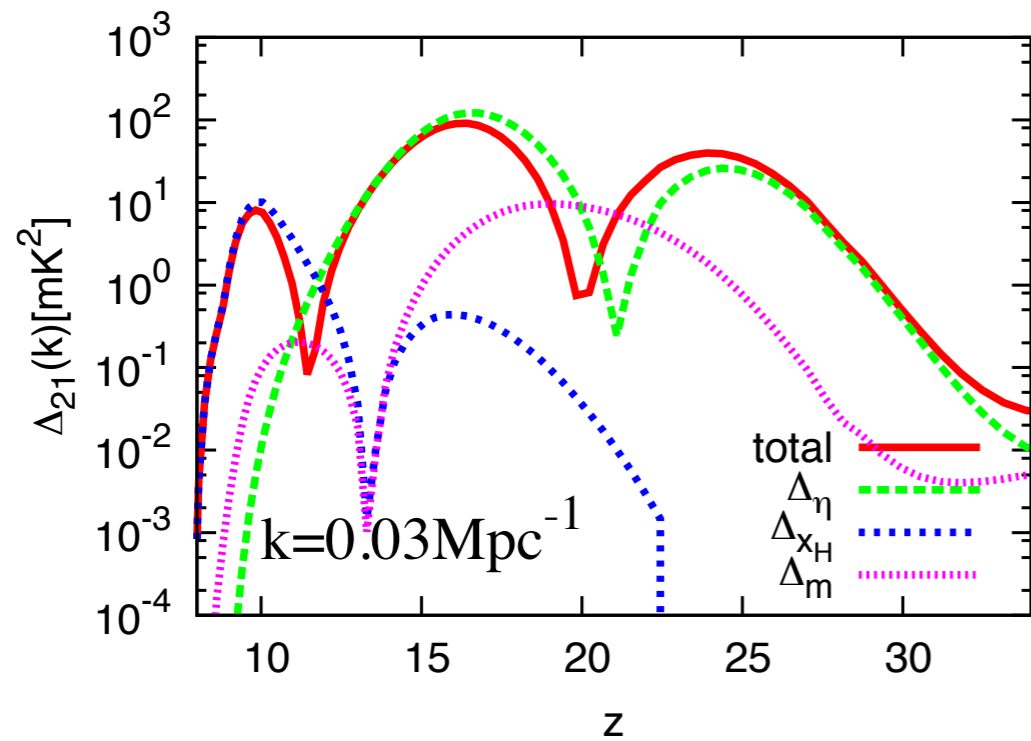


EoR historyごとのpower spectrumとsensitivity

Path finder(MWA , LOFAR)では、EoR historyのモデルによっては、21cm power spectrumは観測可能。

SKAではpower spectrumの観測によりモデルの区別が可能 ($z < 20$)

Decomposed 21 cm power spectrum



EoR以前では、 η による揺らぎが effective。 η に注目する。

→ WF effect, X-ray heating

EoR以前のPSの物理的解釈を行うために η に注目する。

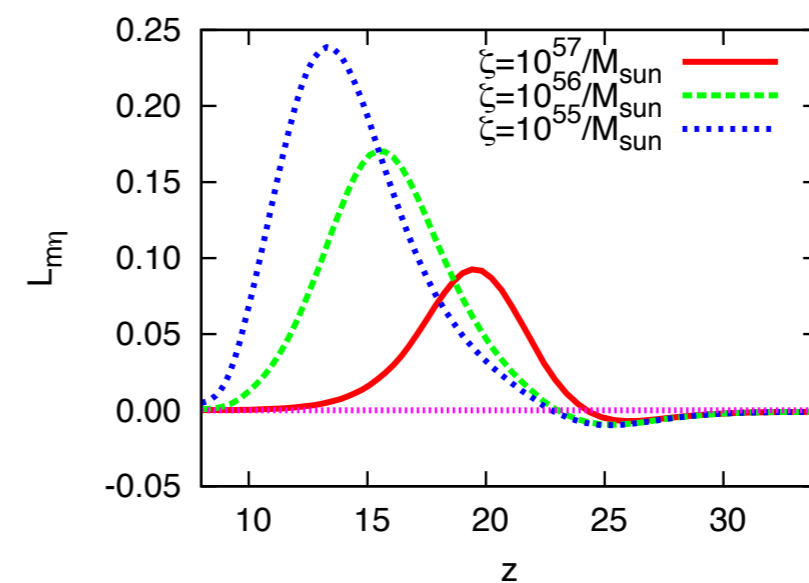
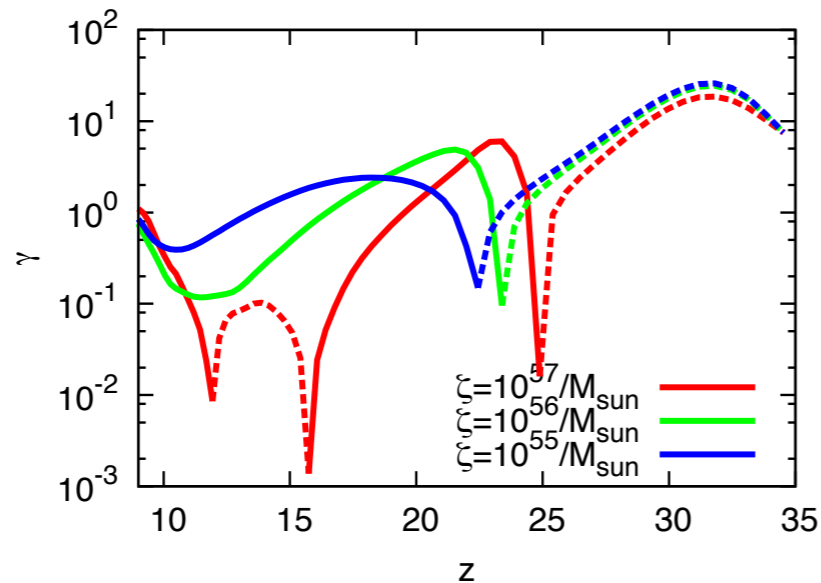
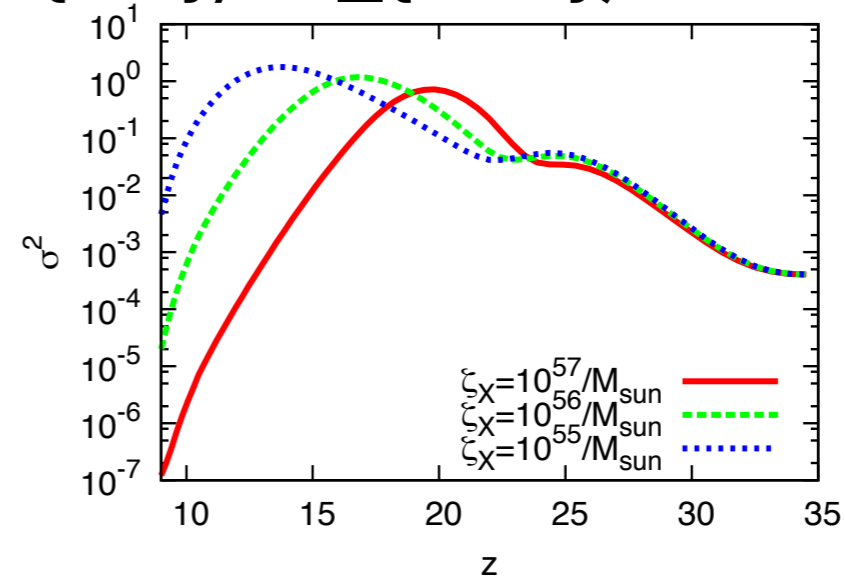
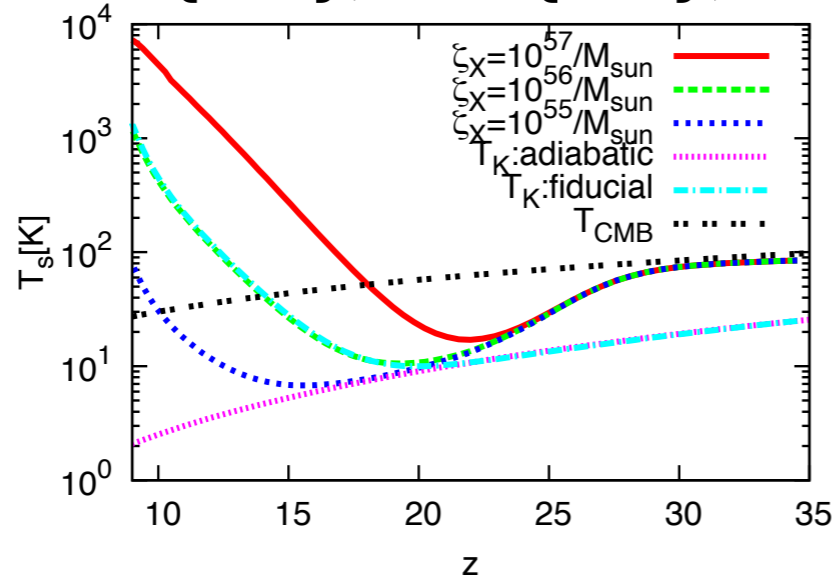
motivation

- Astrophysicsのパラメータ制限を行うためには、色々なパラメータでの21 cm signalの計算を行う必要がある。
- また、計算を素早く行う必要があるため、semi analyticコードで計算が早い21 cmFAST(Mesinger 2010)を用いる。
- 今回は、brightness temperatureのmapを作成するのに21 cmFASTを使用。(200Mpc³, 300³ grid)
- ただし、feedbackなどを無視しているので、改良の余地あり。

Various X-ray models

太陽質量あたりのX-ray photonの数を変化させる。

($\zeta_X = 10^{57}, 10^{56}, 10^{55} / M_{\text{sun}}$)



varianceやskewnessのピーク的位置がシフト→モデルの区別