

宇宙初期天体形成の物理過程

大向一行
東北大 天文学専攻



目次

0. はじめに

1. 原始密度揺らぎとその線形成長

2. top-hat揺らぎの進化と光る天体の形成

3. 始原ガス中での微視的物理過程

4. 自己重力雲の分裂過程

5. 宇宙初代星の形成

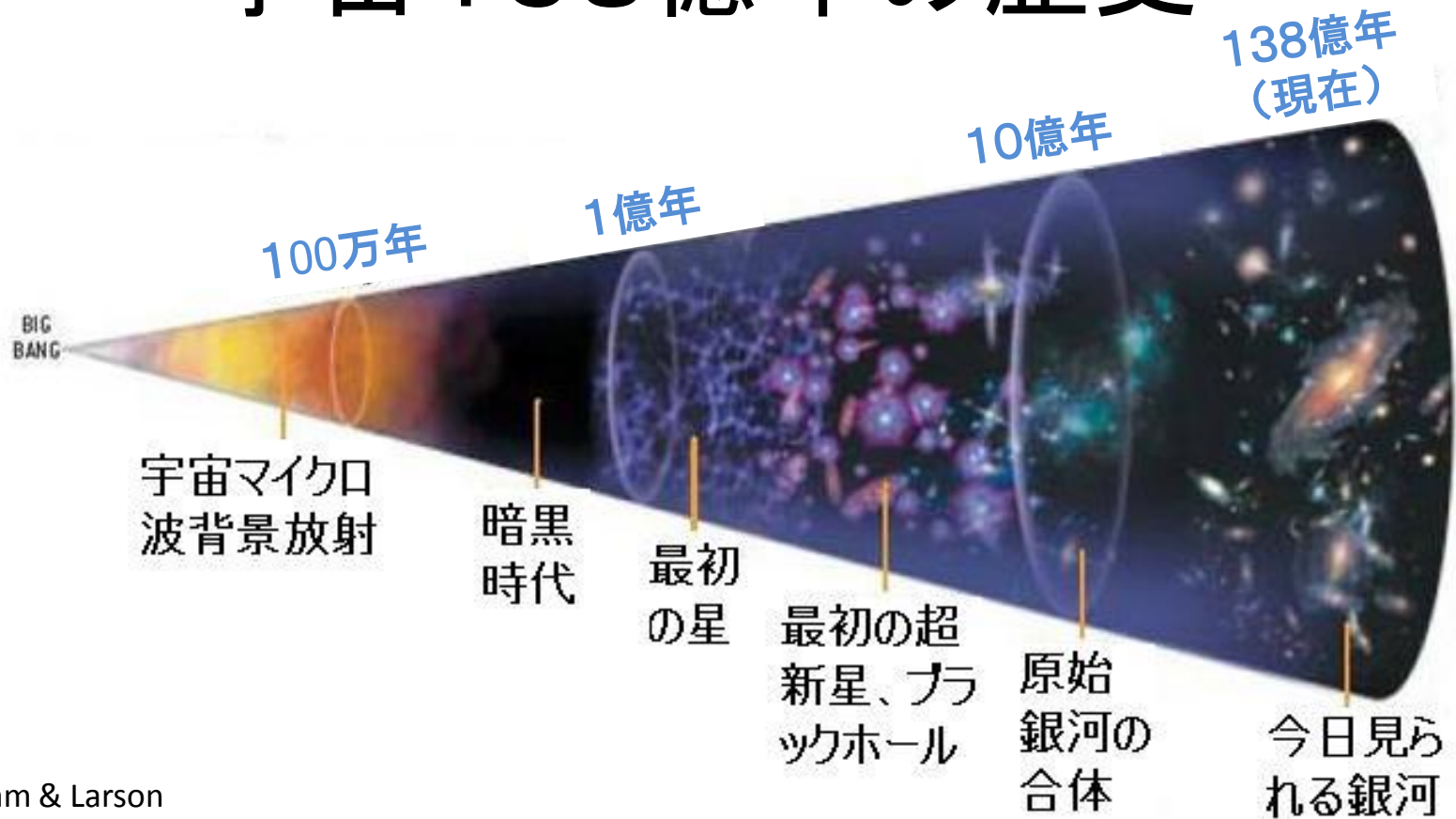
6. 重元素の影響と第二世代以後の星

7. 巨大ブラックホールの起源

0. はじめに:

膨張宇宙の進化概観
今後の講義内容の概観

宇宙138億年の歴史



Bromm & Larson
Scientific Americanより
一部改変

今回の講義の内容

主に観測的に
アプローチ

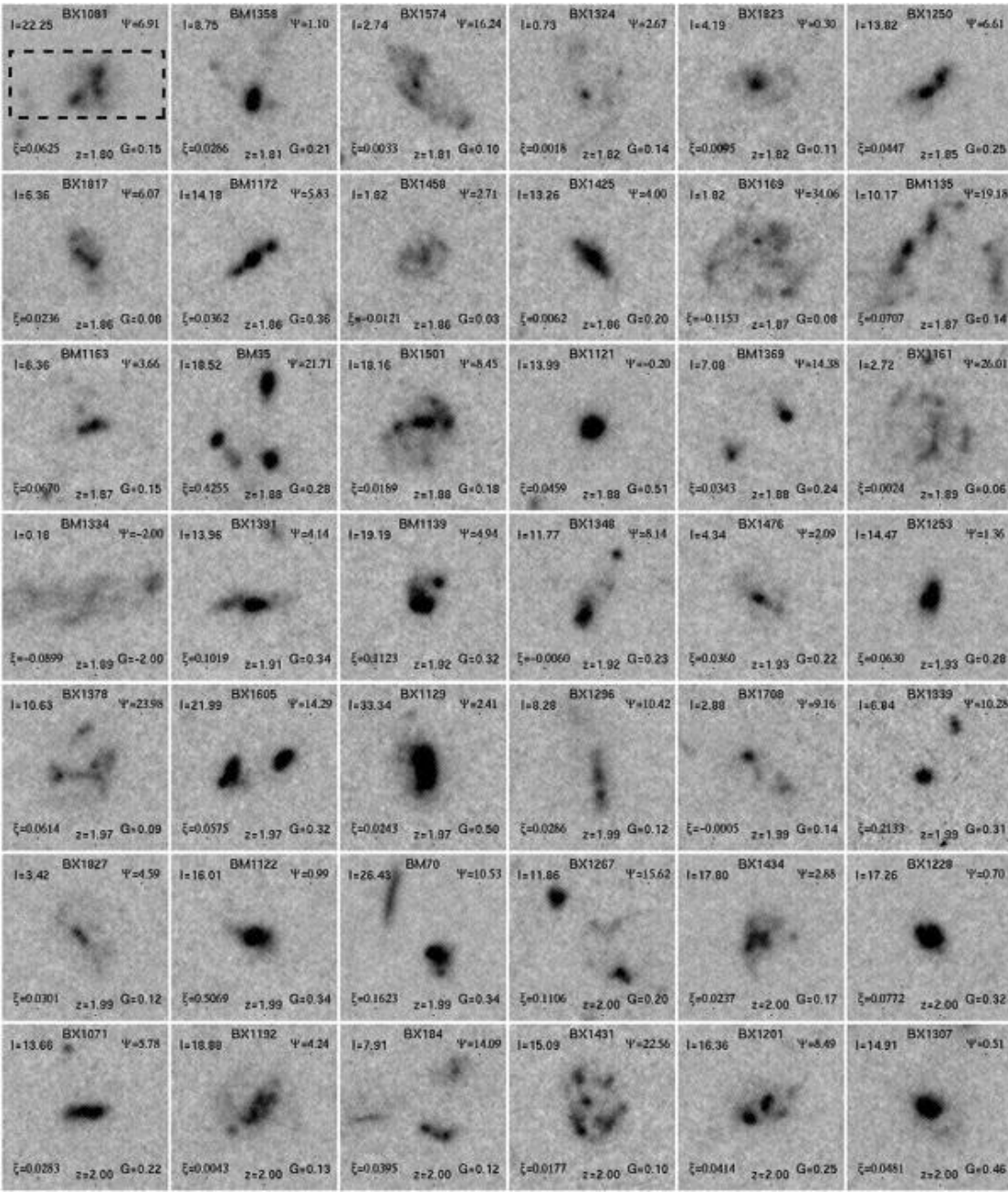
深宇宙探査



ハッブル・ウルトラ・ディープ・フィールド

- 一辺は満月の1/10ほど
- ハッブル宇宙望遠鏡で10日ほど観測
- 銀河が1万個見えている。

遠く(昔)の銀河の姿



- ハッブル宇宙望遠鏡で見た $z=2-3$ の銀河
- 小型で、不規則な形をしたものが多い
- これらが合体などしながら現在のような銀河になったと思われる。



ハッブル宇宙望遠鏡
(口径2.4m、1990年打ち上げ)

Law et al. 2007より

Hubble Frontier Fields

Livermore+2016

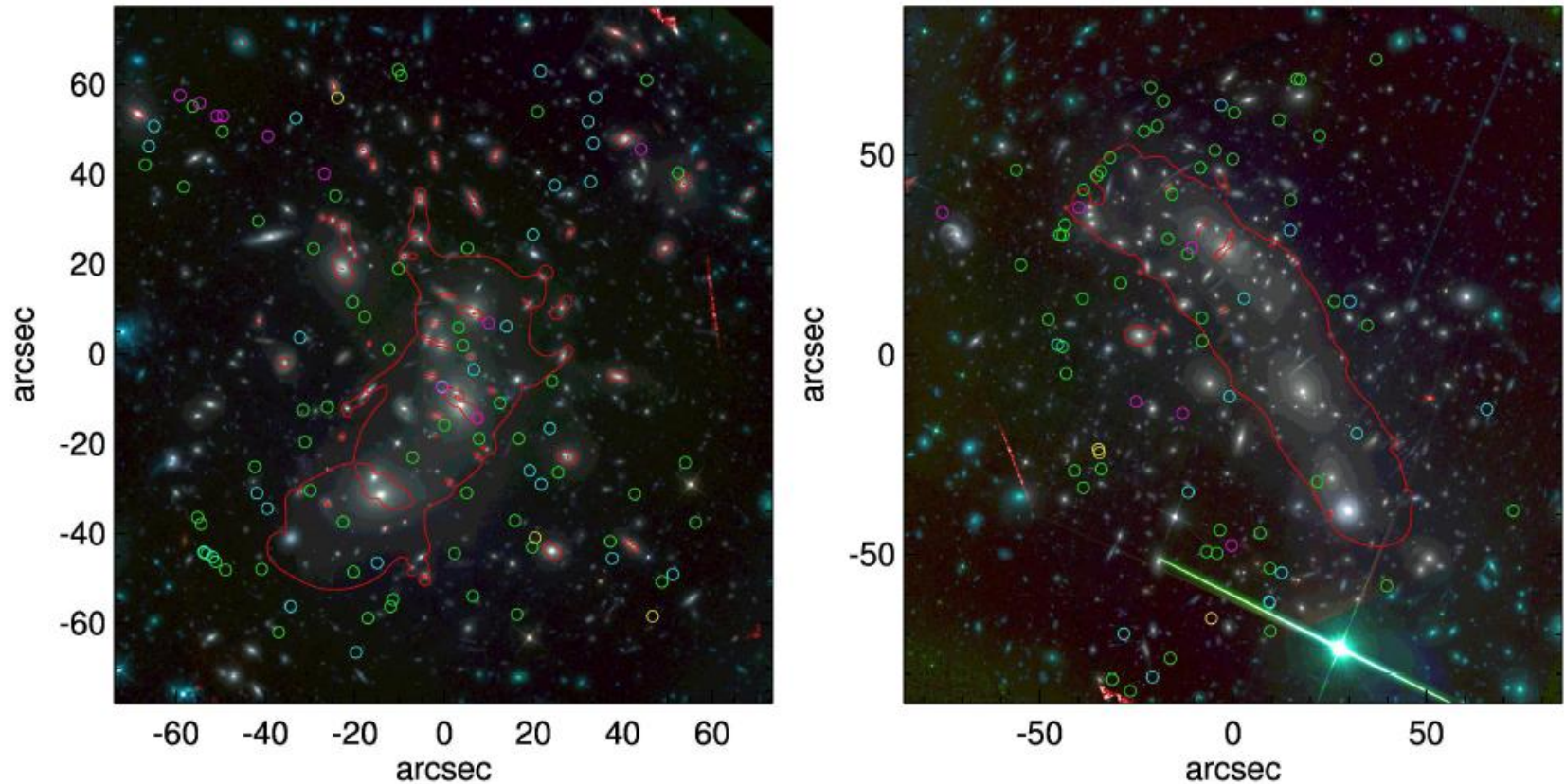
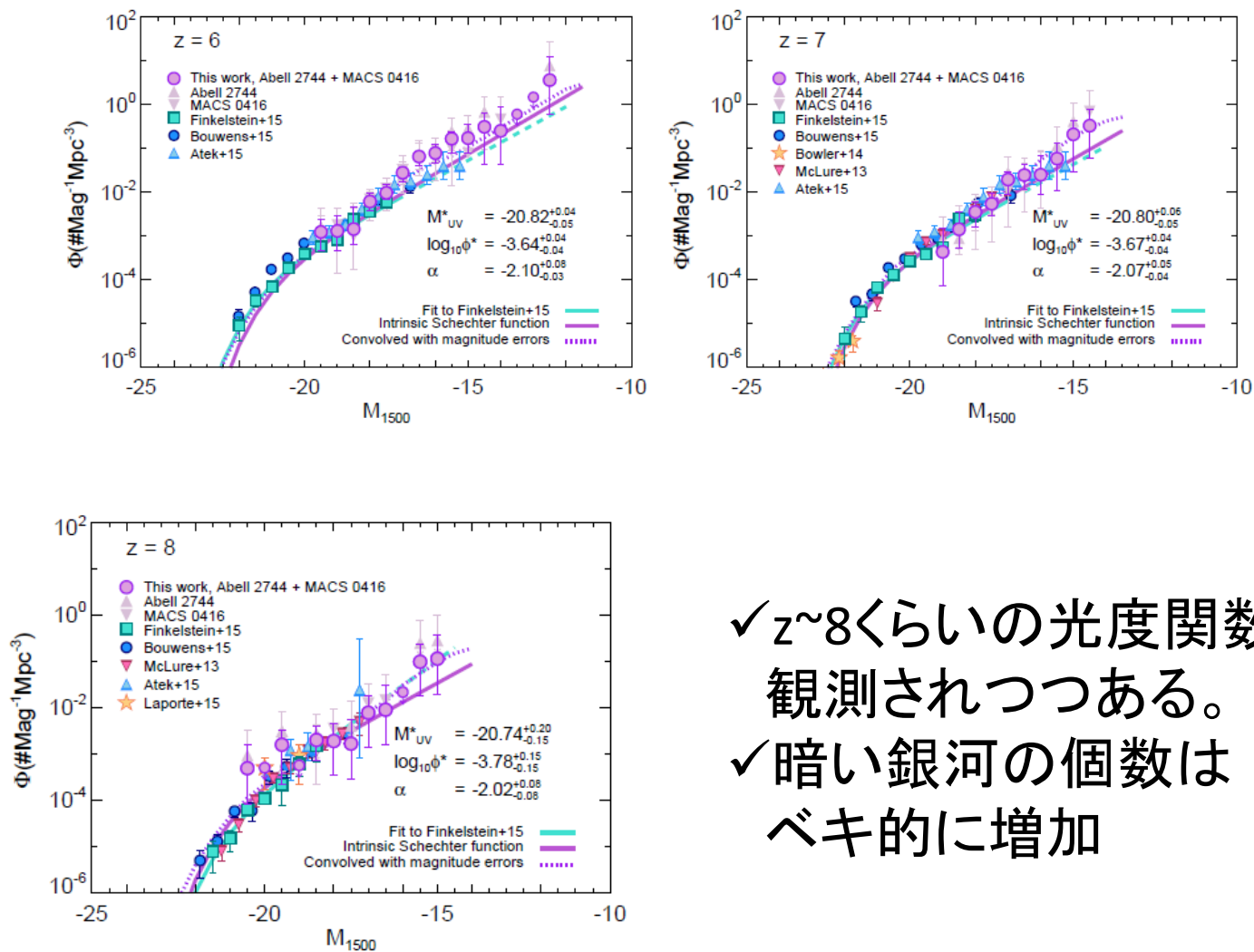


Figure 6. V_{606} , I_{814} , J_{125} image of Abell 2744 (left) and MACS 0416 (right). The critical line at $z = 7$ from the CATS team model (Jauzac et al. 2015a) is shown in red. The positions of the high- z galaxy sample at $z = 6, 7, 8$ and 9 are indicated by green, cyan, magenta and yellow circles respectively.

銀河団による重力レンズ効果を用いて、更に遠方($z > 6$)の銀河の探査も行われている。

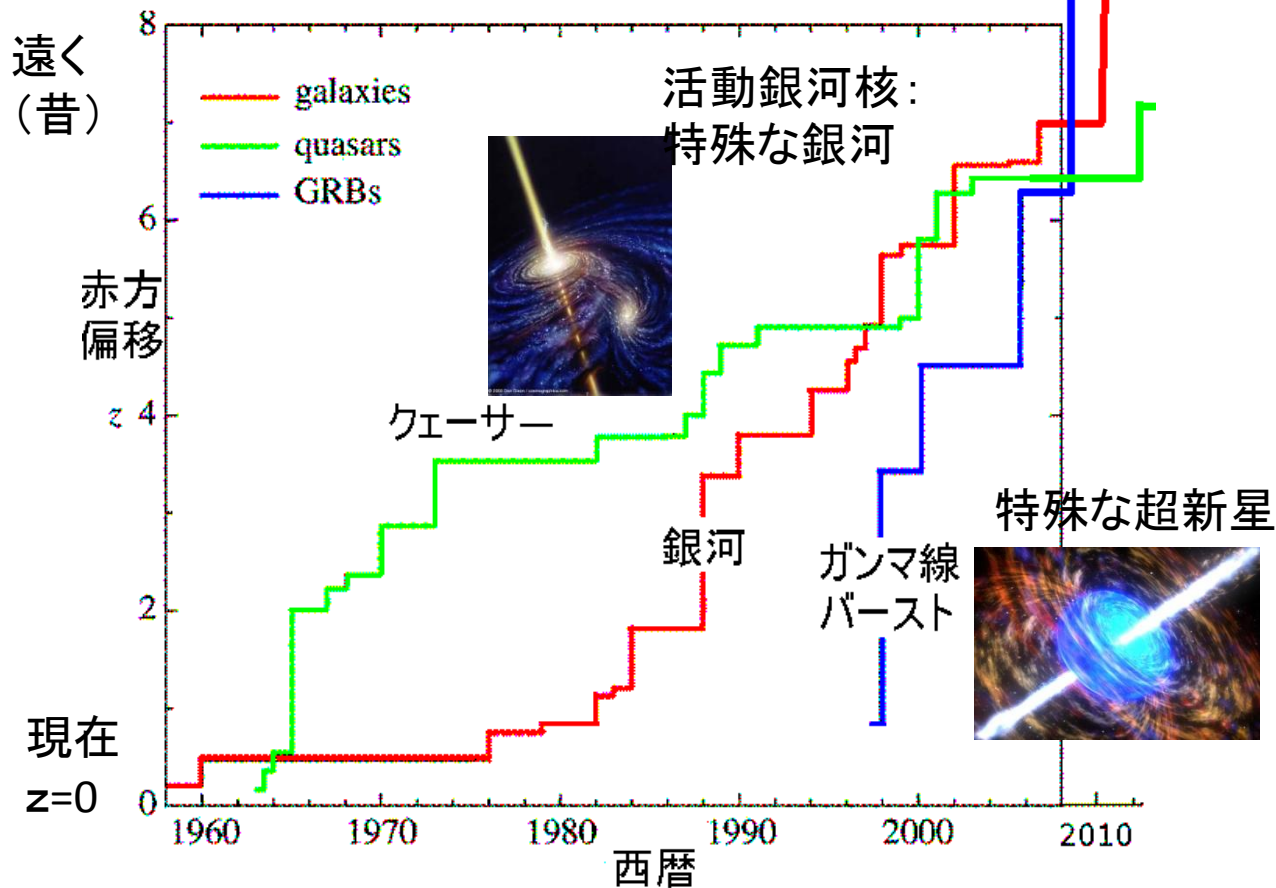
光度関数



- ✓ $z \sim 8$ くらいの光度関数まで観測されつつある。
- ✓ 暗い銀河の個数はベキ的に増加

見つかった一番遠くの天体は？

最も遠い天体発見の最高記録→
(銀河、クエーサー、ガンマ線バースト)

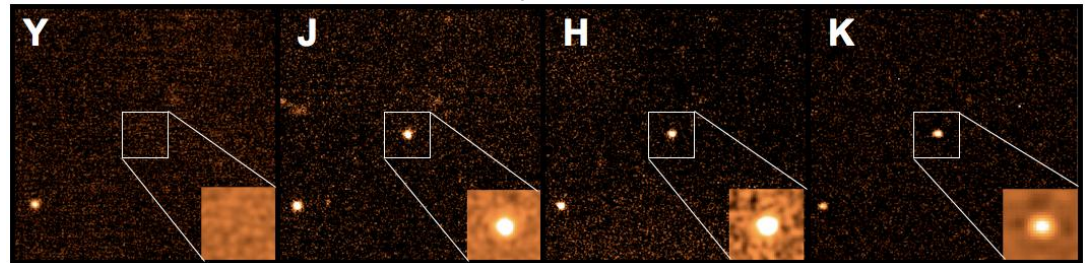


Tanvir et al. 2009より一部改変

赤方偏移 z の時期の宇宙の
サイズは現在の $1/(1+z)$

最遠方の天体たち

最遠方ガンマ線バースト 2009年発見
GRB090423 @ $z=8.3$ (宇宙誕生後6.3億年)

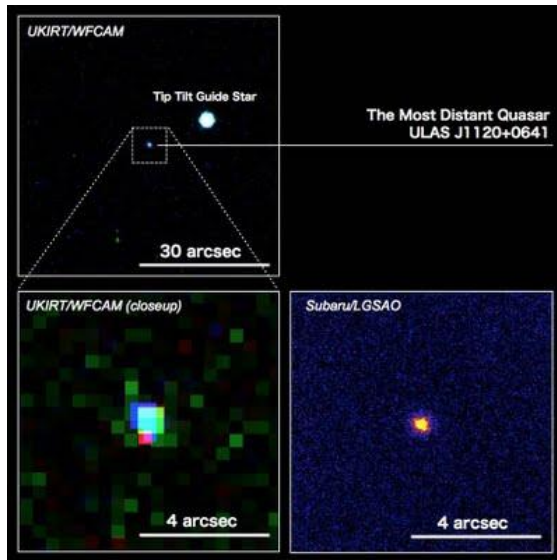


Tanvir et al. 2009

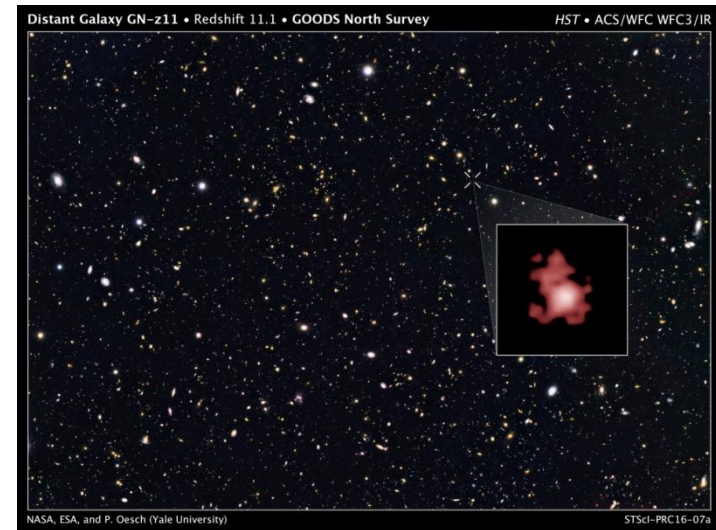
最遠方クェーサー ULAS J1120

$z=7.08$ (宇宙誕生後7.7億年)

太陽の20億倍の重さのブラックホール
2012年発見



© NAOJ



最遠銀河: GN z11
 $z=11.1$ (宇宙誕生後4億年)

Oesch et al. 2016

観測できる最古の光

宇宙マイクロ波背景放射 (CMB)

Cosmic Microwave Background Radiation



- 1965年ペンジアスとウィルソンにより偶然発見。
(→1978年ノーベル物理学賞)
- 空のどの方向からでも $2.725 \pm 0.002\text{K}$ の黒体輻射がやってくる。

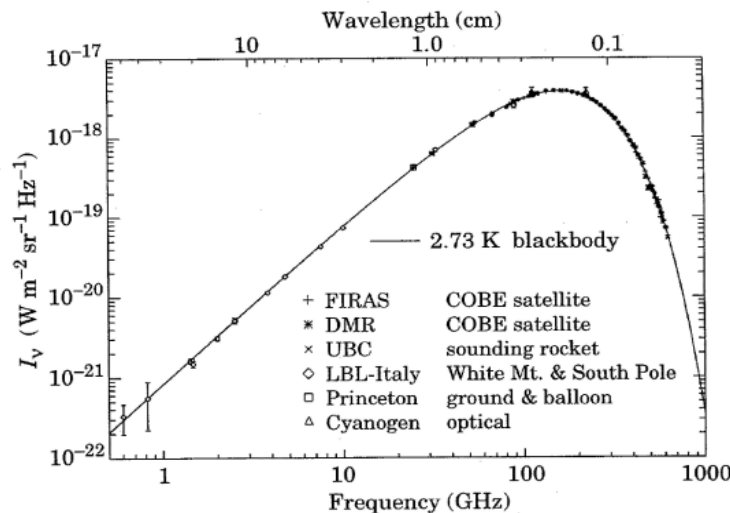
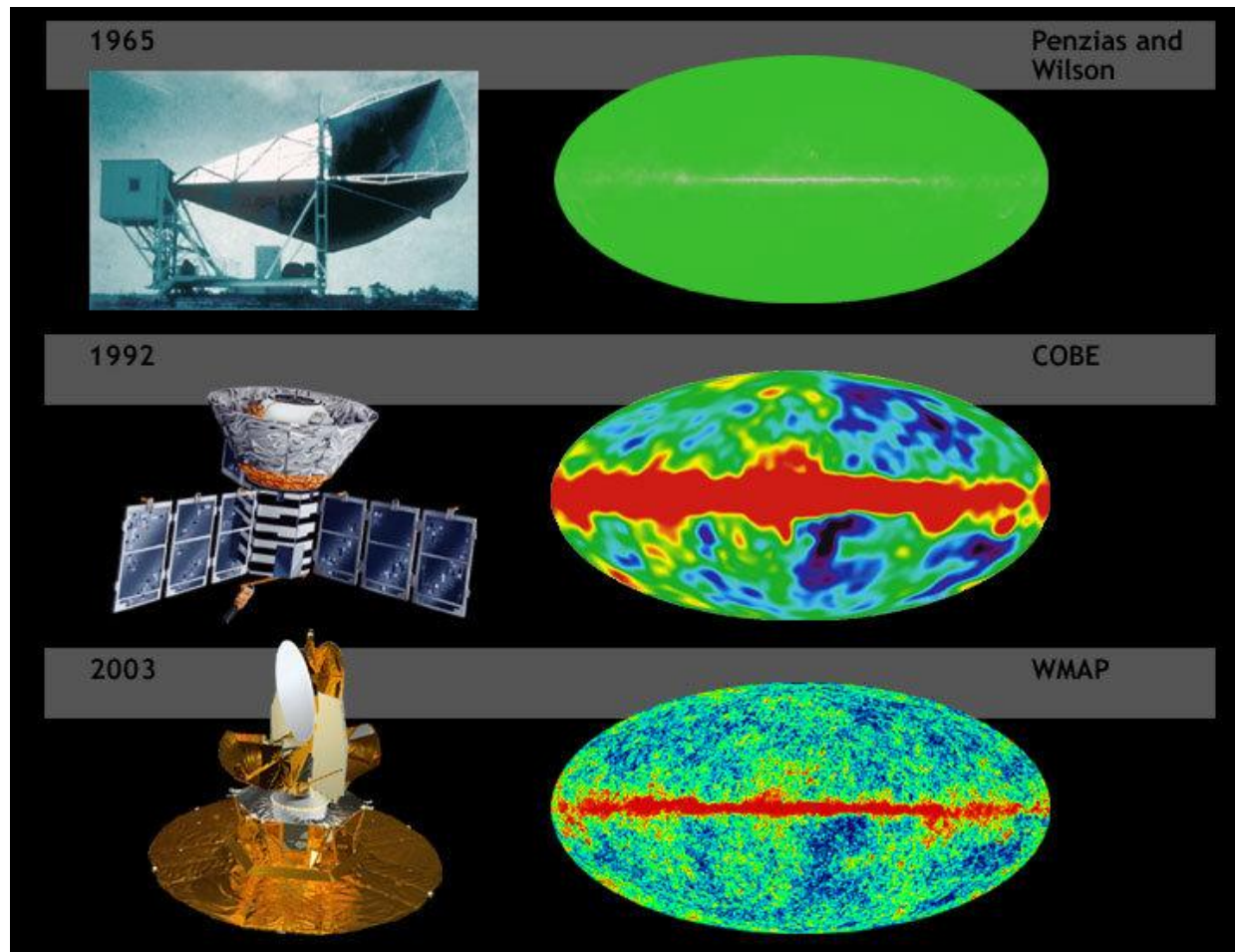


図 1.11 CMB のスペクトル。実線は、観測データを最も良く再現する黒体放射スペクトル (Particle Data Group, 2004, “Review of Particle Physics”, Physics Letters B, 592, 1).

90年代以後、さらに詳細に観測

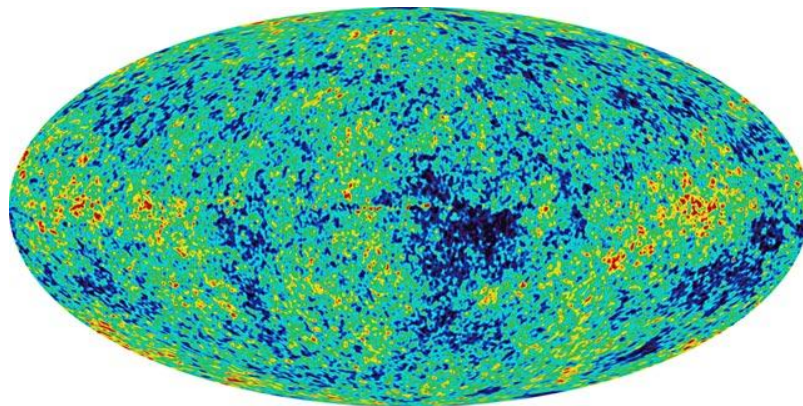


平均温度からのずれ(非均一性、ゆらぎ)も見つかる。 $\left| \frac{\Delta T}{T} \right| \leq 10^{-5}$
→2006年ノーベル物理学賞 COBEチームのマザーとスムート

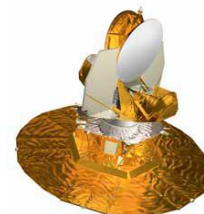
宇宙マイクロ波背景放射からわかること

WMAPウェブサイトより

プランク衛星
(欧州:現在観測中)

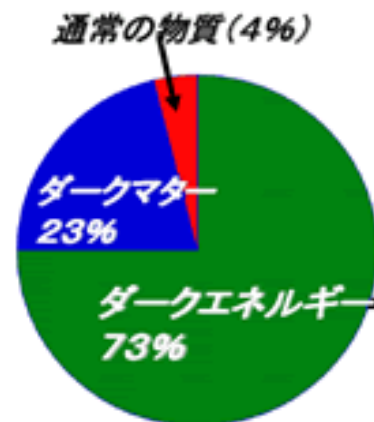


宇宙誕生後38万年の光



WMAP衛星
(米国)

- 昔の宇宙は熱かった
- 宇宙はほとんど一様等方
- 宇宙の組成
- 宇宙初期の密度揺らぎ



宇宙論パラメータ

Supernova Cosmology Project
Suzuki, et al., *Ap.J.* (2011)

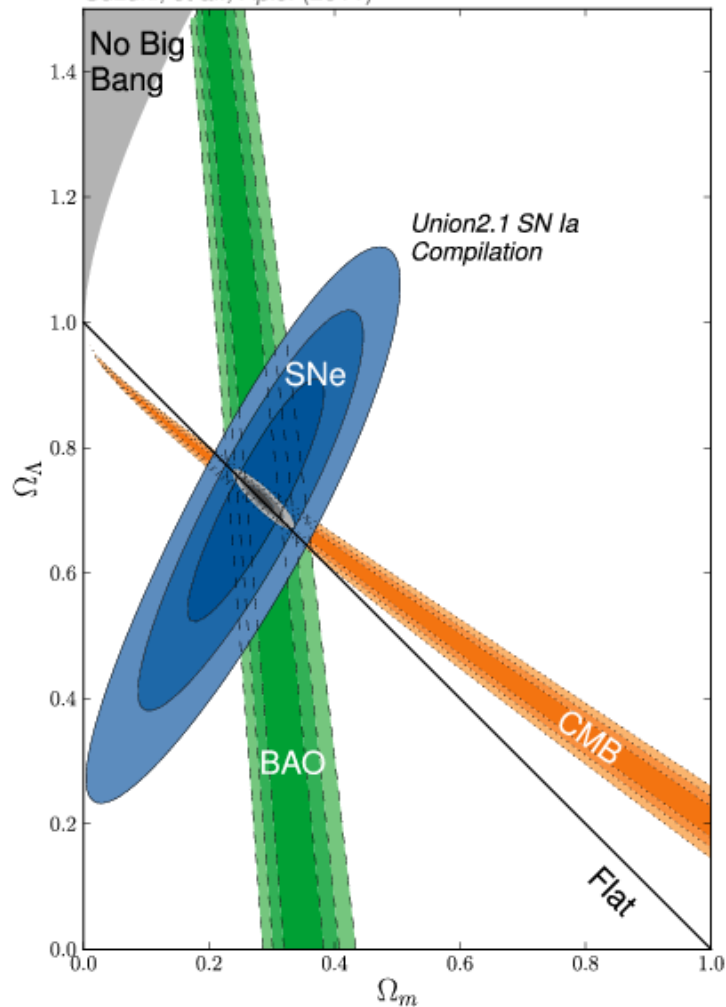


Table 1 Cosmological parameters

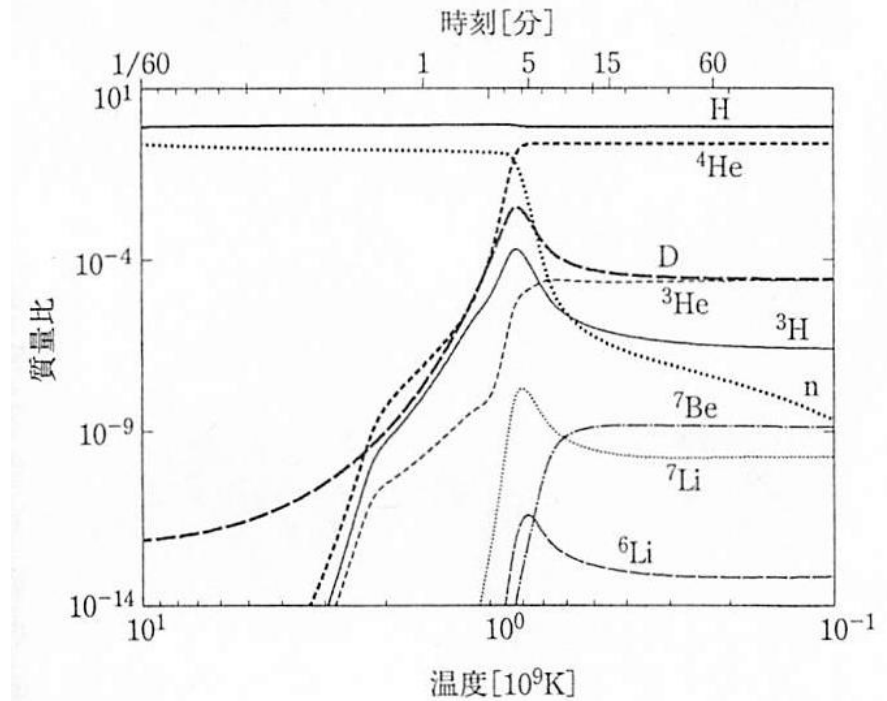
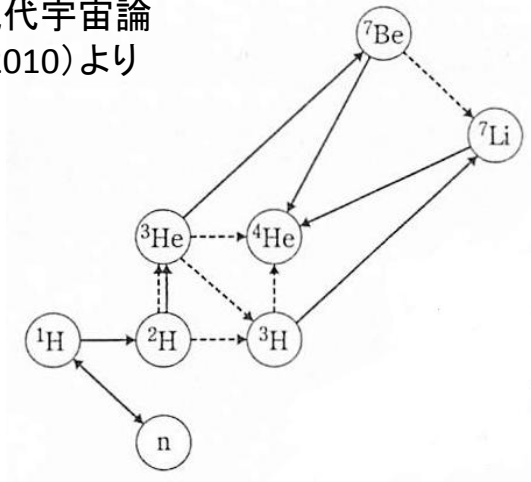
Parameter	Value
H_0	$100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$
b	0.704
z_{cq}	3141
z_{ion}	10.6
T_0	2.725 K
Ω_{dm}	0.228
Ω_{b}	0.0455
Ω_{m}	$\Omega_{\text{dm}} + \Omega_{\text{b}}$
Ω	$\Omega_{\text{m}} / (1 + z_{\text{cq}})$
Ω_Λ	0.727
Ω	$1 - \Omega_{\text{r}} - \Omega_{\text{m}} - \Omega_\Lambda$
f_{H}	0.924
f_{He}	0.076
f_{D}	2.38×10^{-5}
f_{Li}	4.04×10^{-10}

過去20年ほどで、十分精度よく決まった。

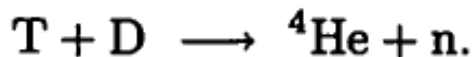
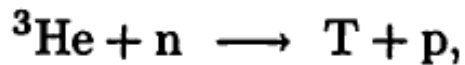
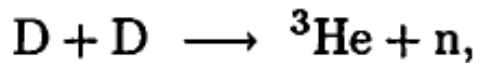
膨張宇宙における物質進化

ビッグバン元素合成(軽元素合成)

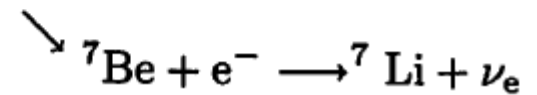
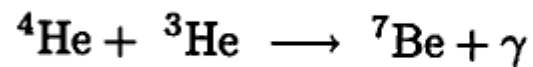
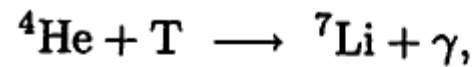
図は現代宇宙論
(松原2010)より



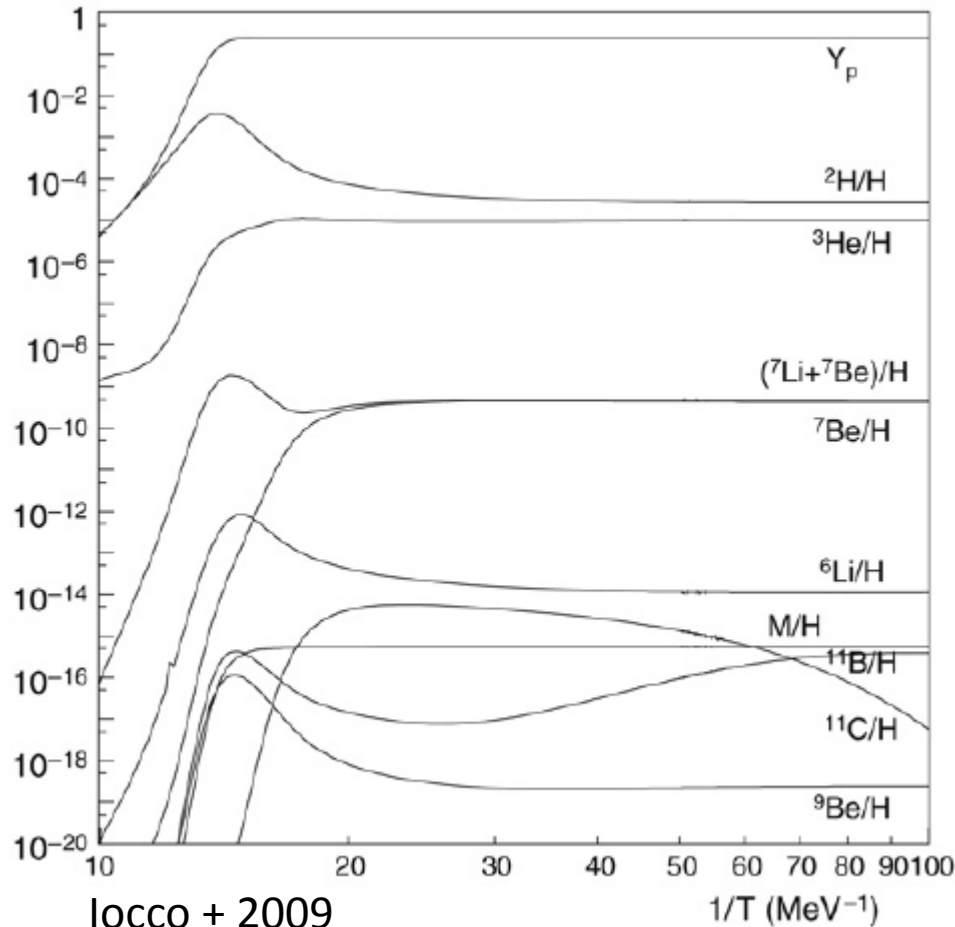
^4He の生成



${}^7\text{Li}$ も微量に生成($\sim 10^{-9}$)



重元素の生成量



$$X_i = \frac{n_i}{n_B} \quad i = p, {}^2\text{H}, {}^3\text{He}, \dots$$

$${}^2\text{H}/\text{H} \equiv X_{{}^2\text{H}}/X_p, \quad {}^3\text{He}/\text{H} \equiv X_{{}^3\text{He}}/X_p,$$

$$Y_p \equiv 4X_{{}^4\text{He}}, \quad {}^7\text{Li}/\text{H} \equiv X_{{}^7\text{Li}}/X_p,$$

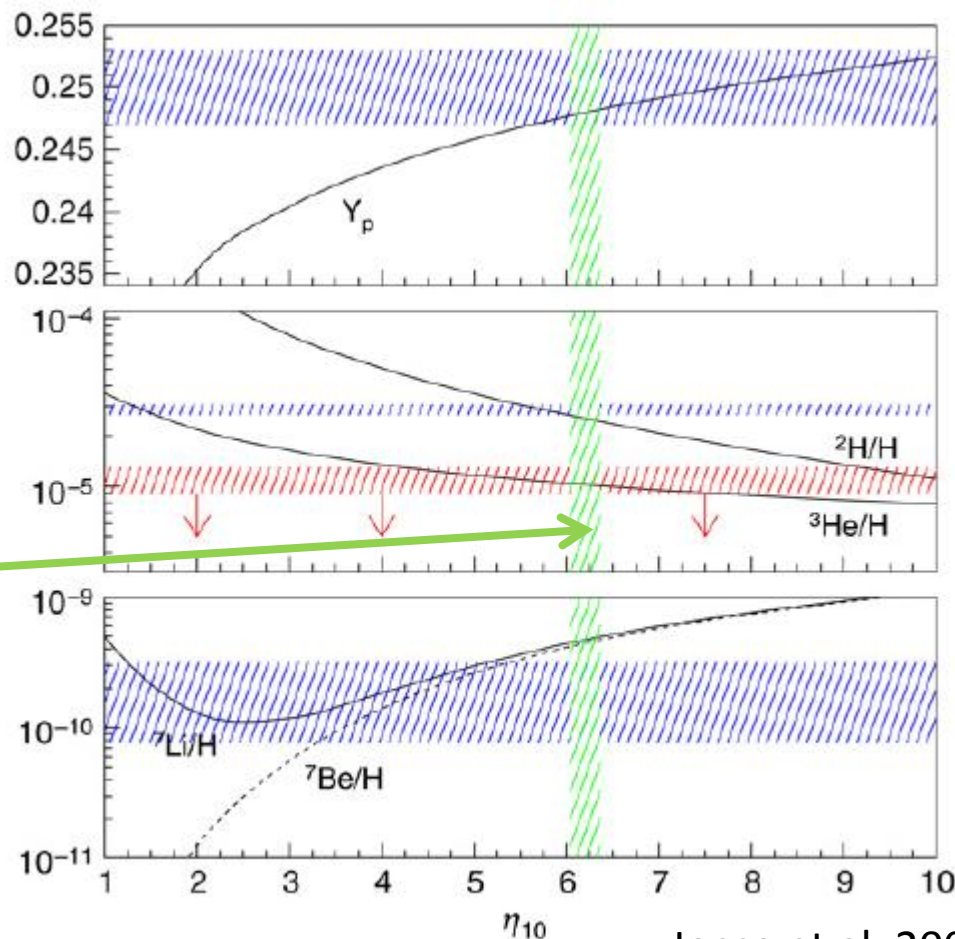
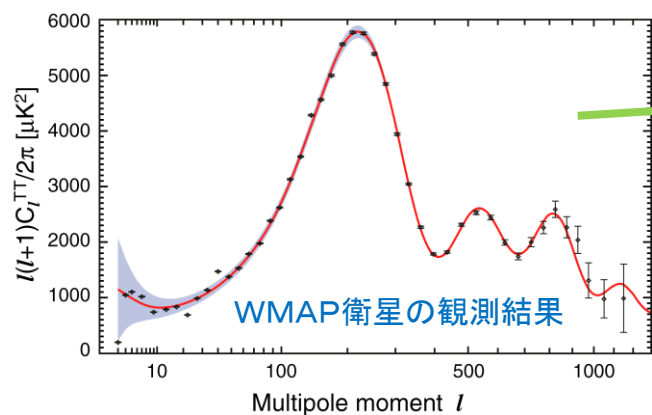
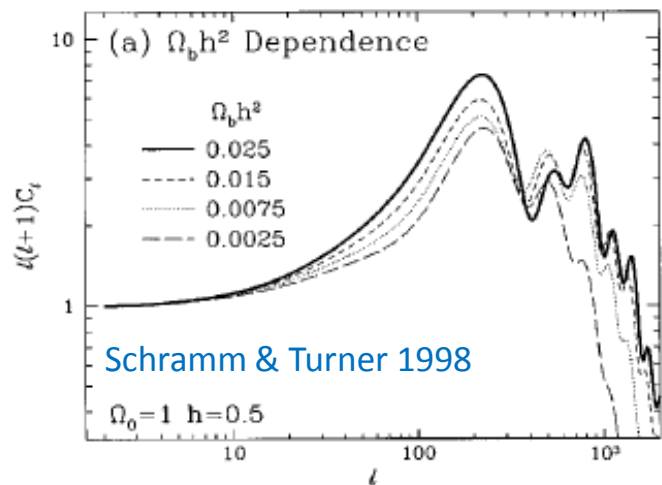
← 重元素 $A \geq 12$

- 炭素より重い元素(重元素)はほとんど($\sim 10^{-15}$)できない。
- 質量数8に安定な原子核が存在しないため
- これらは、その後、星の中で合成される。

CMBから η への制限

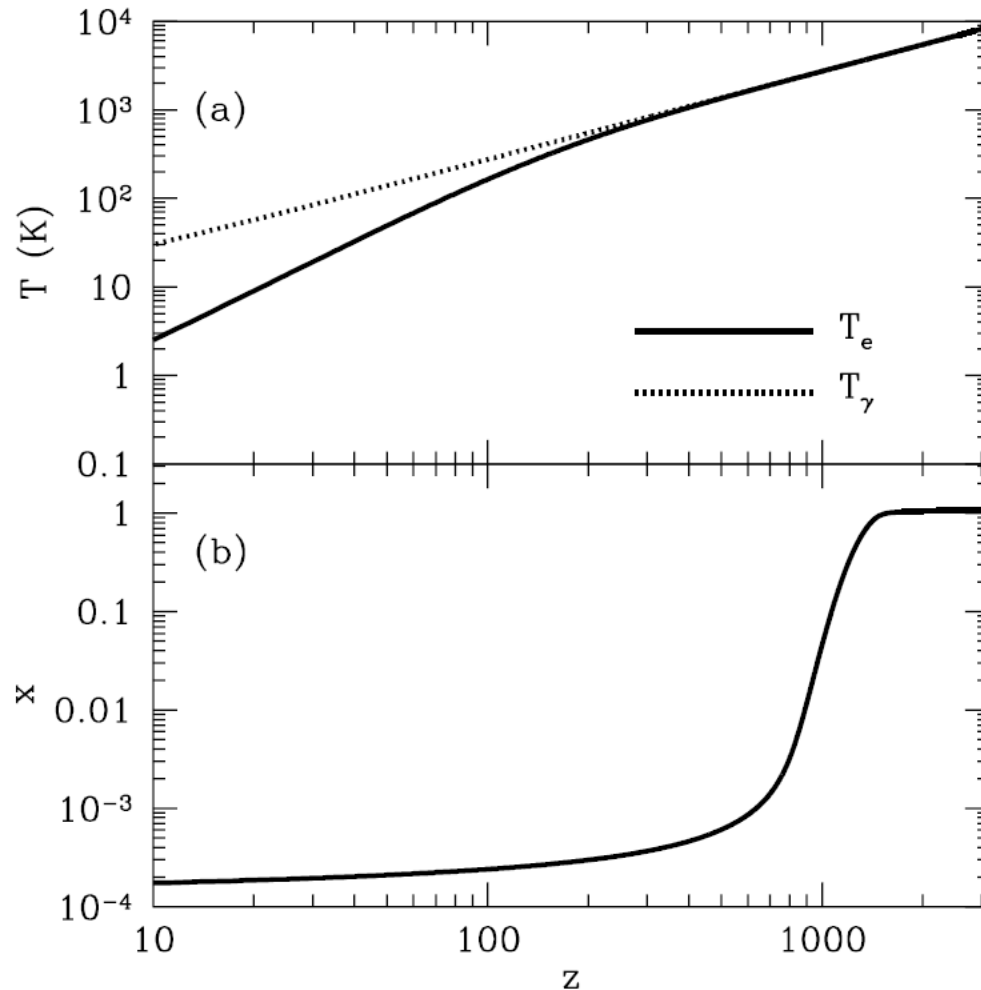
$$\eta = n_b / n_\gamma$$

CMBの観測からバリオンの量が決まる



locco et al. 2009

一様宇宙での温度進化



密度進化

$$\rho \propto 1/a^3$$

温度進化

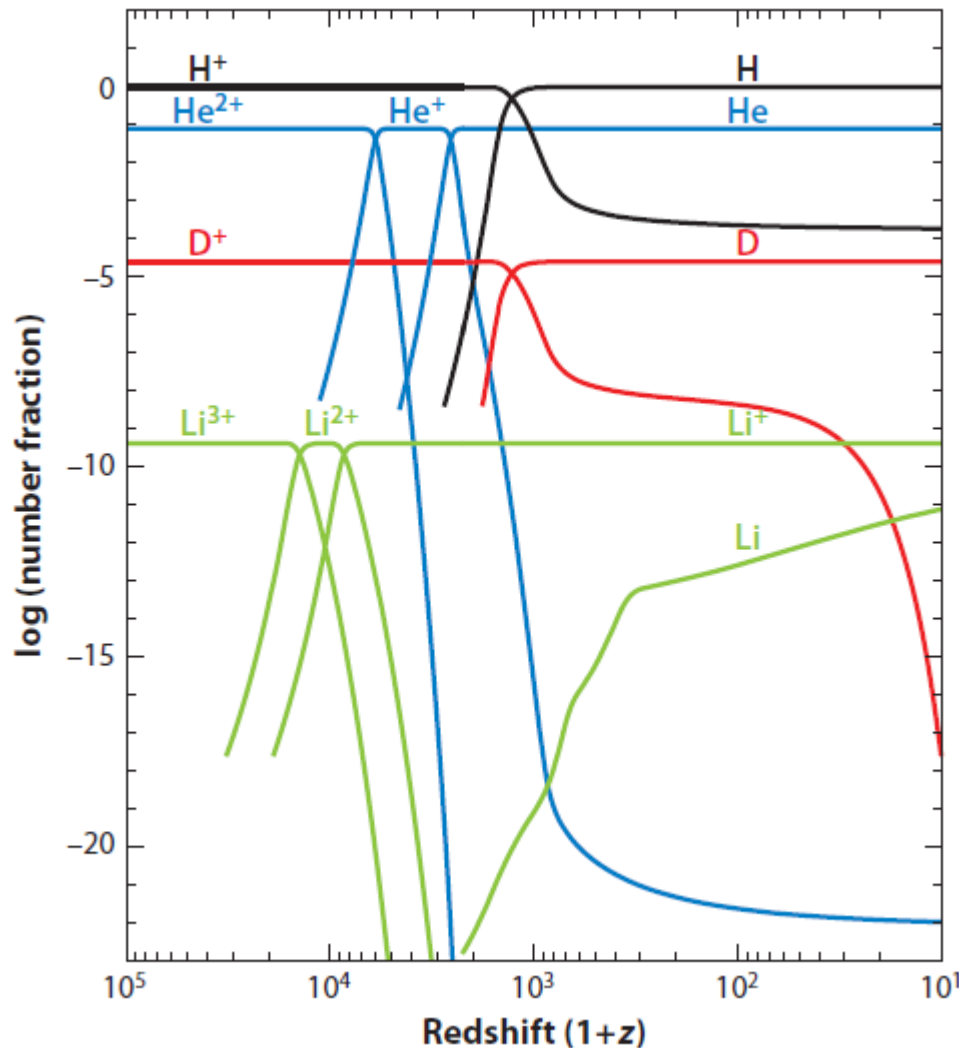
再結合後も、 $z \sim 200$ まで
CMBとCompton 散乱により強結合

$$T_{\text{gas}} = T_{\text{CMB}} \propto a$$

以後は断熱的に下がる

$$T_{\text{gas}} \propto 1/a^2$$

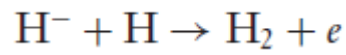
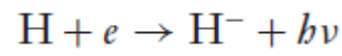
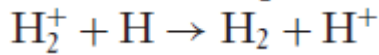
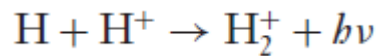
H, Heの再結合



- ✓ Hの再結合 $z=1100$
 $n=2-1$ 遷移
Ly α 光子の赤方偏移
2光子放射
に伴いゆっくり進む。
- ✓ 電離度 $\sim 10^{-4}$ で凍結
 t_{rec} が t_H より長くなる

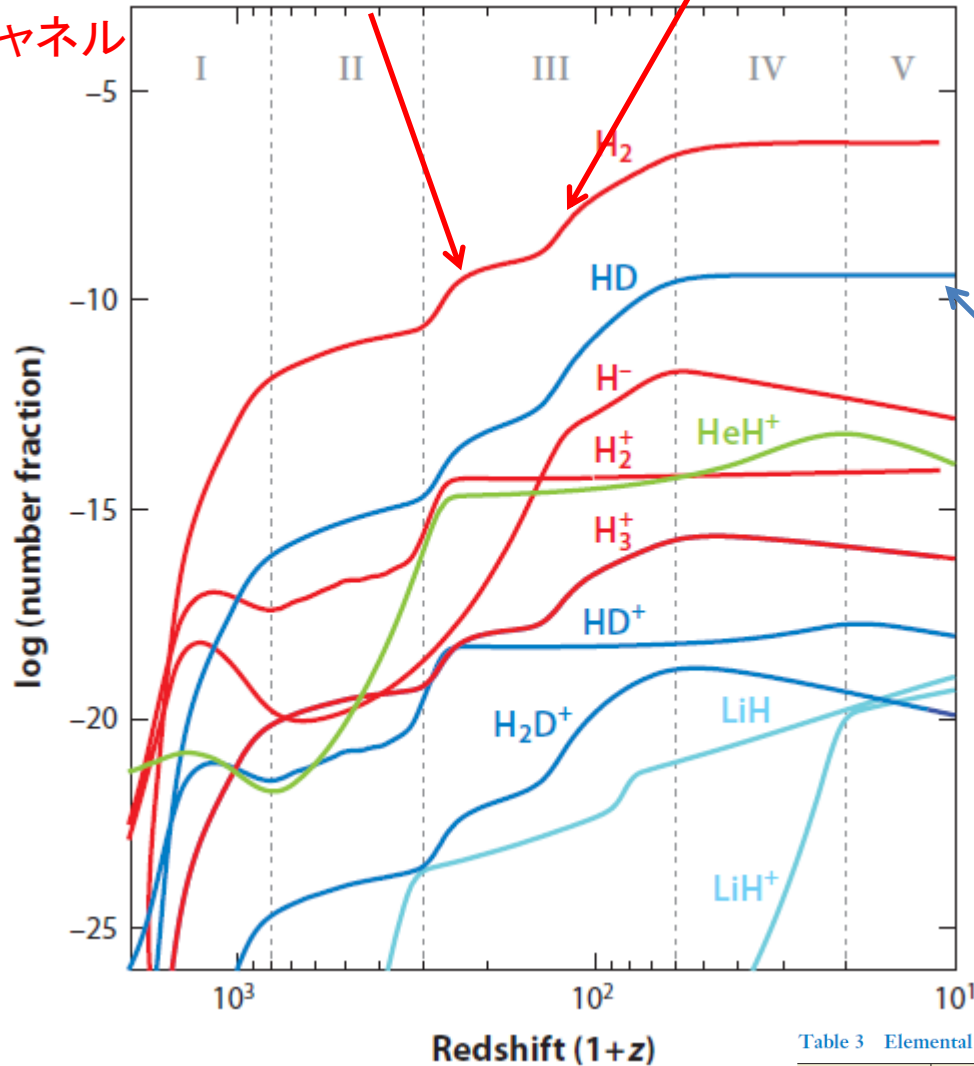


Liは最後まで再結合しない
(H, Heの再結合の際に
放射された光子により電離)



H_2^+ チャンネル

H^- チャンネル



H_2 の割合 $\sim 10^{-6}$

HD/H_2 比はD/H比より
25倍ほど大
(fractionation)

Table 3 Elemental and molecular abundances relative to hydrogen at $z = 10$

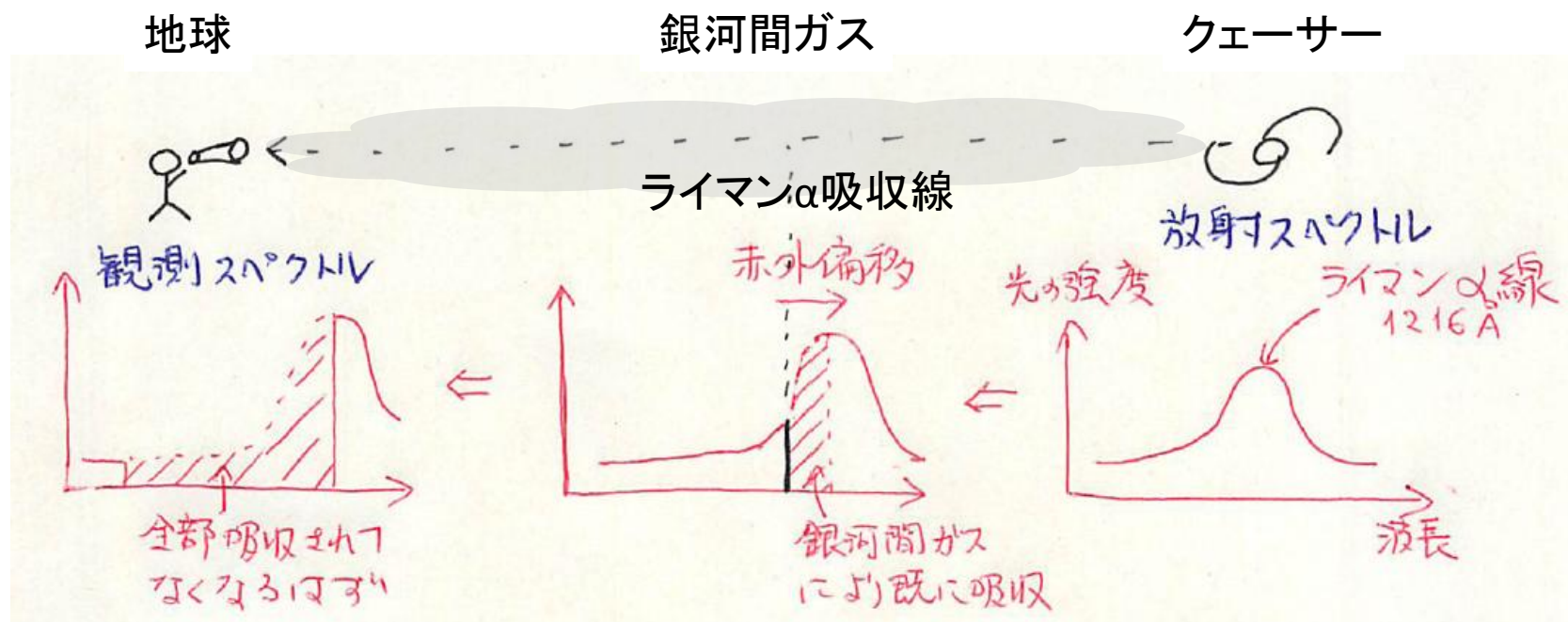
H_2/H	H^-/H	H_2^+/H	H_3^+/H	H_5^+/H	
6.3×10^{-7}	1.8×10^{-13}	9.2×10^{-15}	8.0×10^{-17}	5.5×10^{-33}	
HD/H	HD^+/H	D^+/H	$\text{H}_2\text{D}^+/\text{H}$		
4.2×10^{-10}	1.2×10^{-18}	6.1×10^{-19}	1.6×10^{-20}		
HeH^+/H	He^+/H	He_2^+/H			
1.7×10^{-14}	9.8×10^{-23}	9.3×10^{-36}			
Li^+/H	Li/H	LiH/H	LiH^+/H	Li^-/H	LiHe^+/H
4.3×10^{-10}	8.0×10^{-12}	9.0×10^{-20}	4.6×10^{-20}	1.7×10^{-22}	3.0×10^{-23}

Galli & Palla 2013

宇宙再電離 (cosmic reionization)

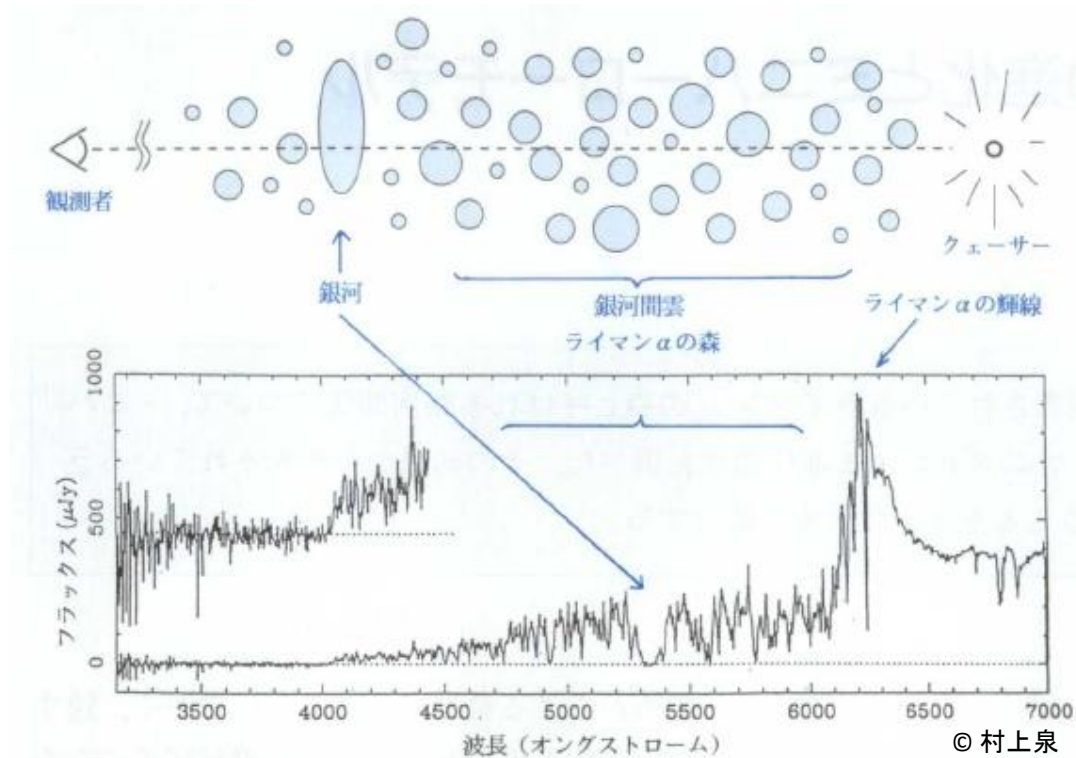
現在の銀河間ガスは電離している
=宇宙史のある段階で再電離した

もし銀河間ガスが中性だったら



- 銀河間ガスがもし中性ならクェーサーの Ly α 輝線より波長が短い光は、途中で散乱されて観測できないはず。

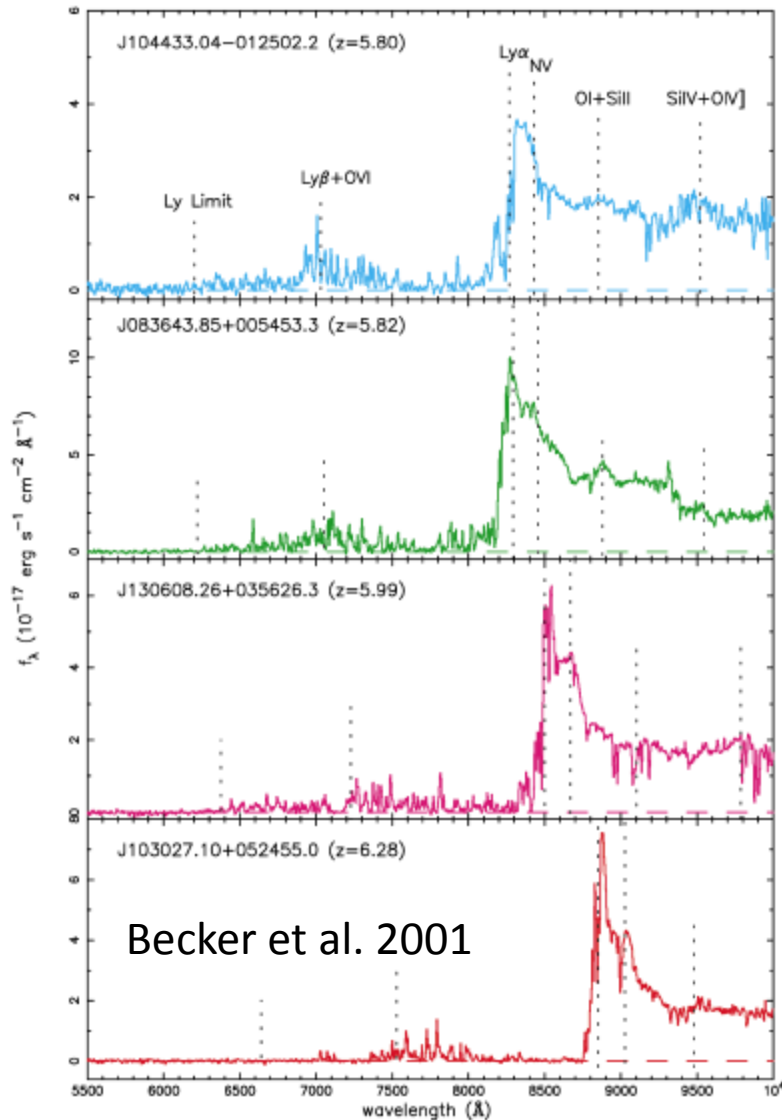
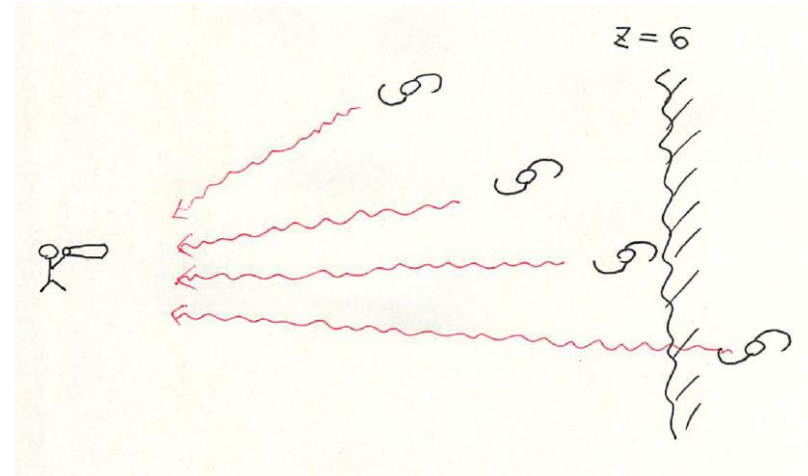
実際のスペクトルは？



- 銀河間の雲(ライマン α の森)による吸収のみ
- 一様に広がったガスからの吸収は見られない

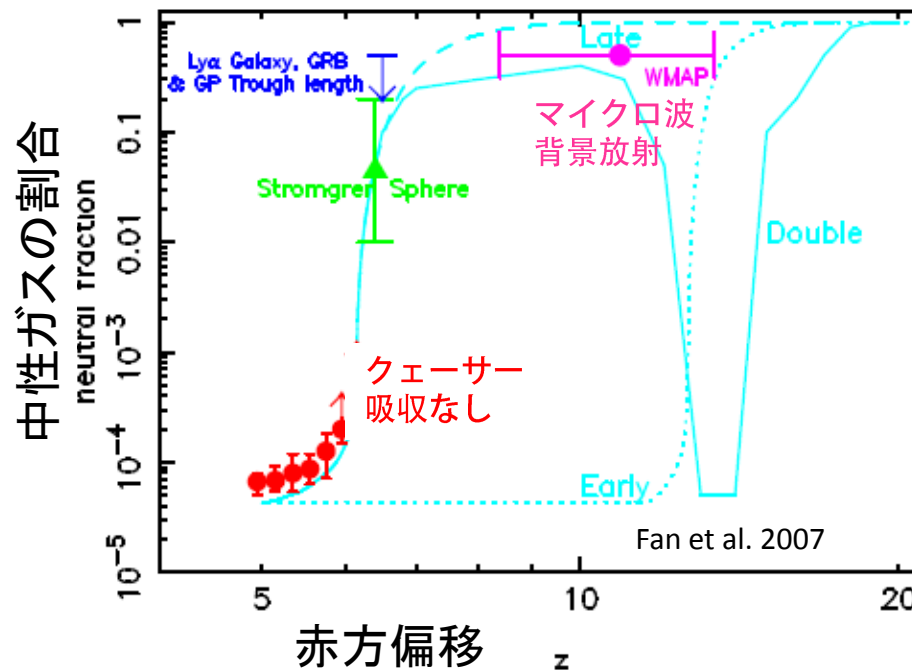
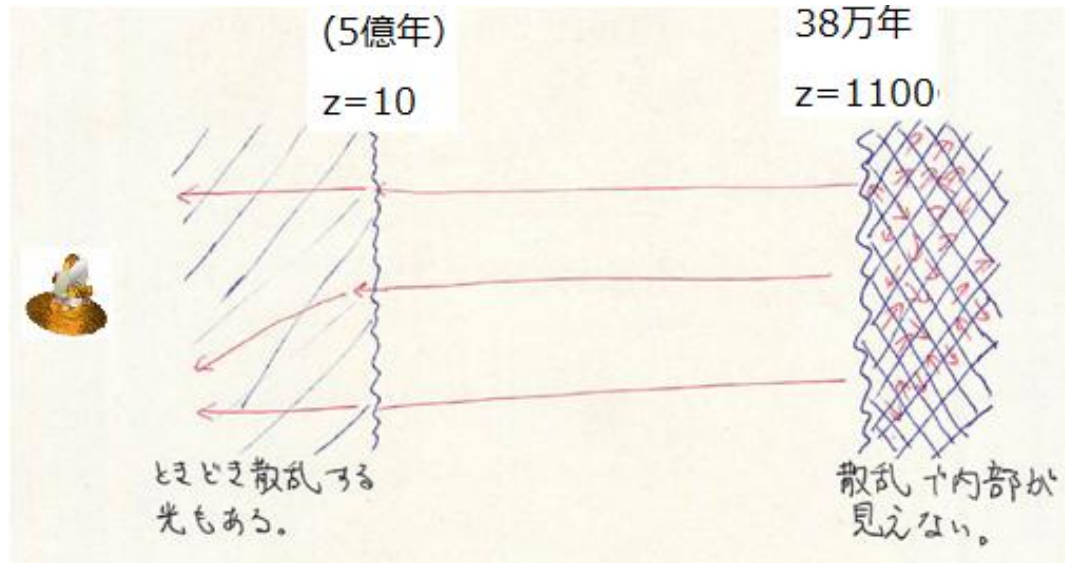
→ 銀河間ガスは電離している

宇宙再電離はいつ起きたのか？



- ◆ $z < 6$ (宇宙年齢10億年)のクェーサーにはこのような吸収はみられない
→ 銀河間ガスは既に電離されている。
- ◆ $z > 6$ のクェーサーには吸収が見つかっている
→ 銀河間ガスはまだ電離されていない。

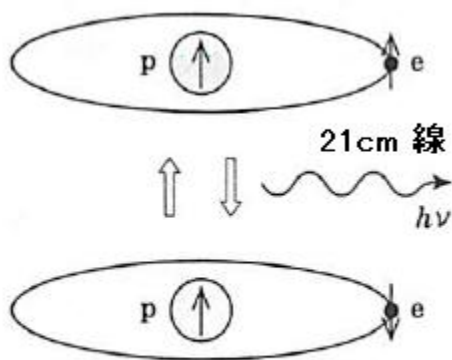
マイクロ波背景放射にも再電離の痕跡



- 宇宙の平均的な再電離時期 $z \sim 10$ (宇宙年齢5億年)

暗黒時代を直接観測する

21cm線を用いて
水素原子を観測する。



Murchison Widefield Array (オーストラリア)



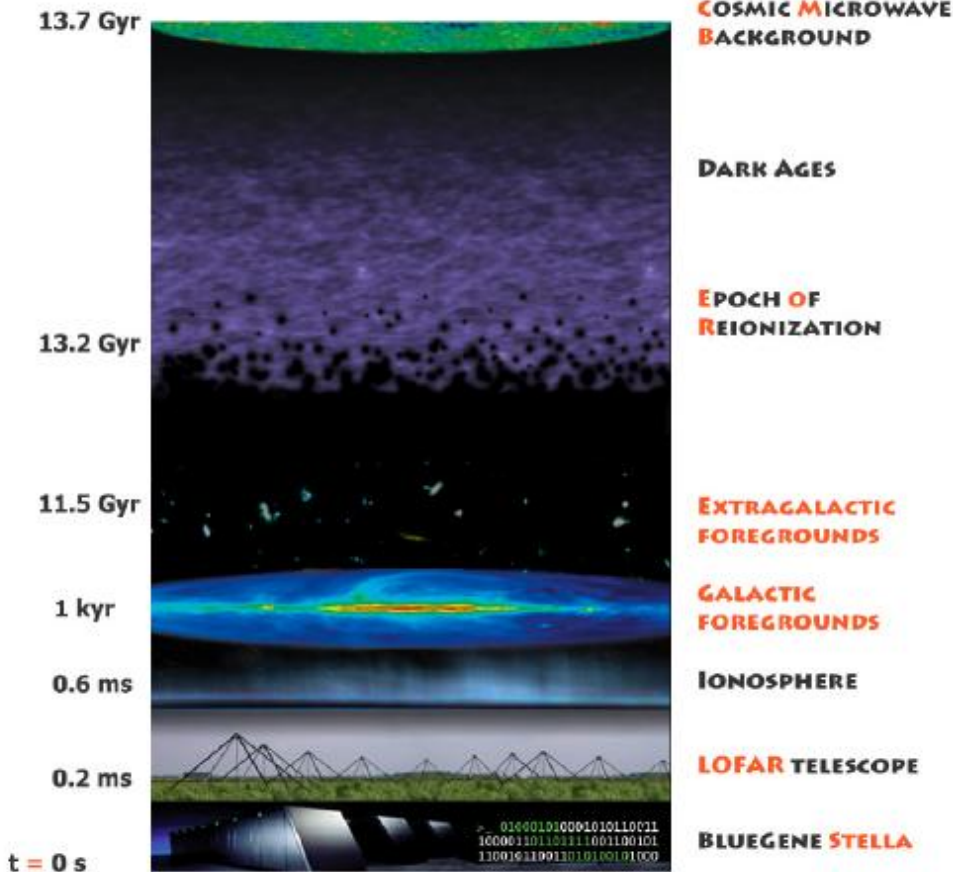
Low Frequency Array (オランダなど)



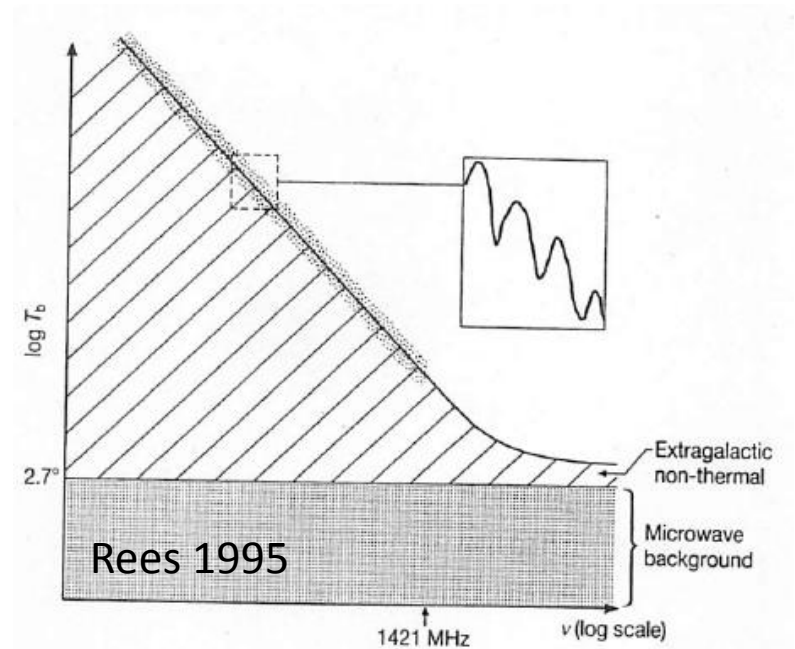
Square Kilometer Array
(オーストラリア、南アフリカ 2012)



21cm tomography

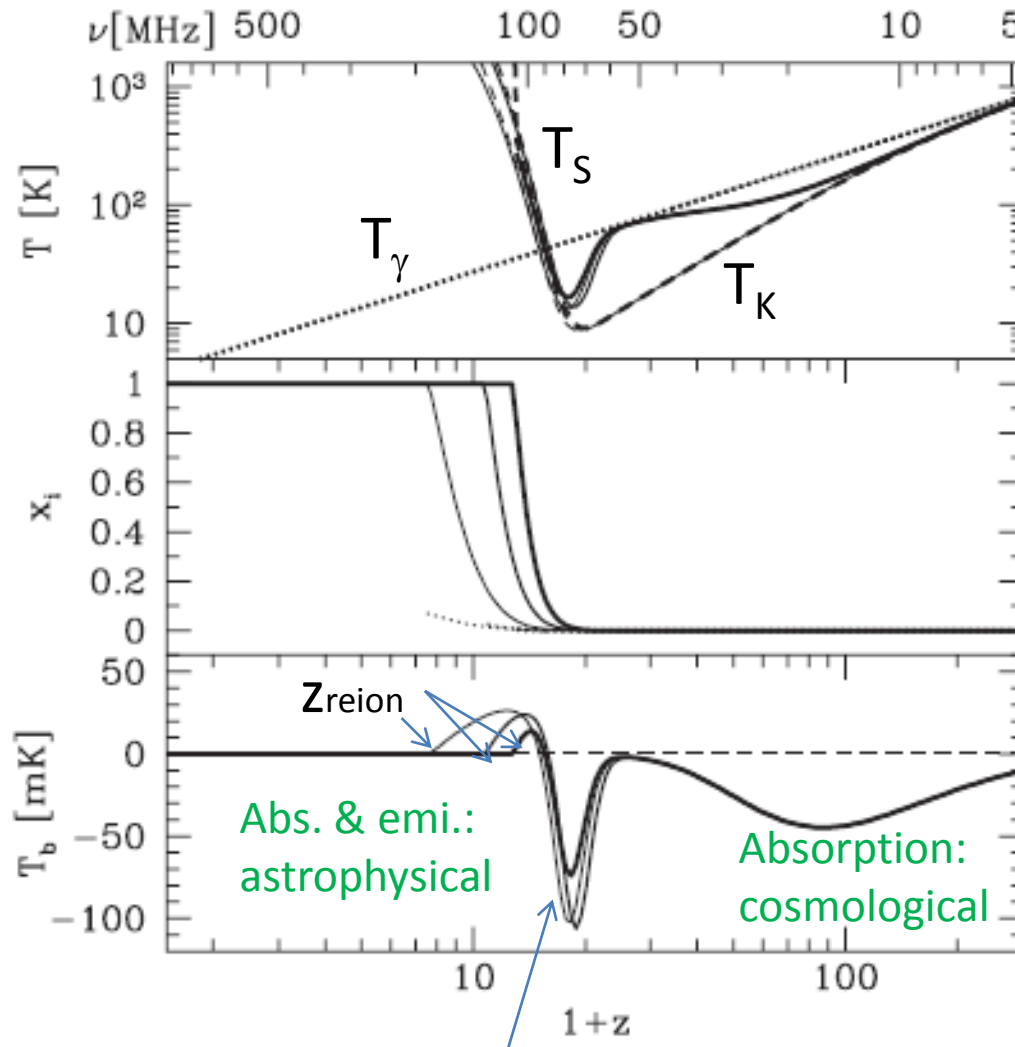


Zaroubi 2013



- CMBを背景光とした吸収、放射として観測
- 銀河系内外からシンクロトロン放射がforeground

Global IGM evolution and its signal

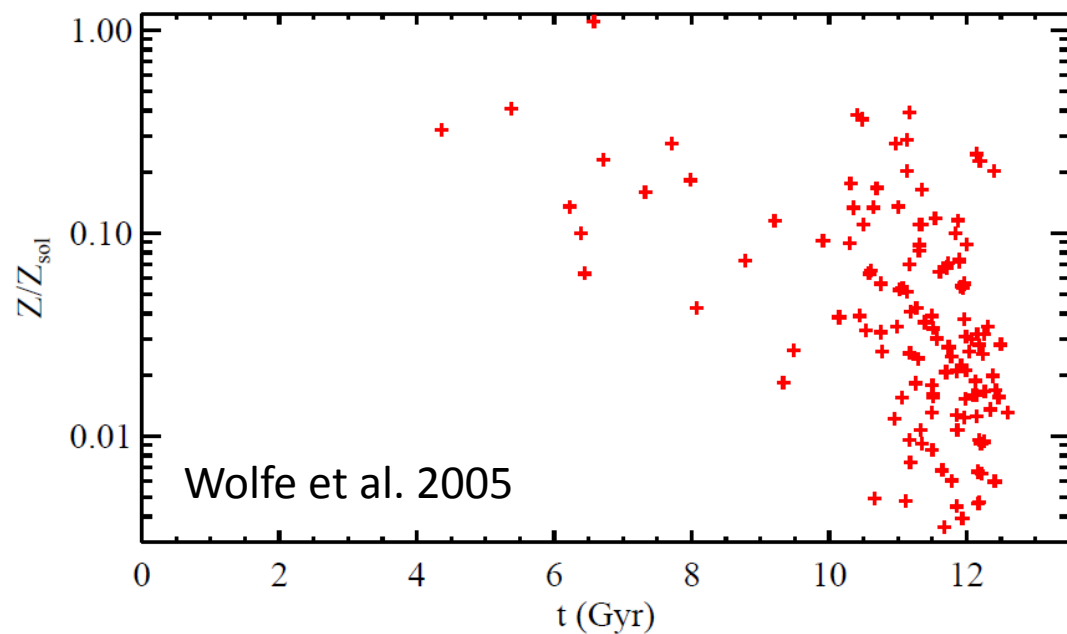
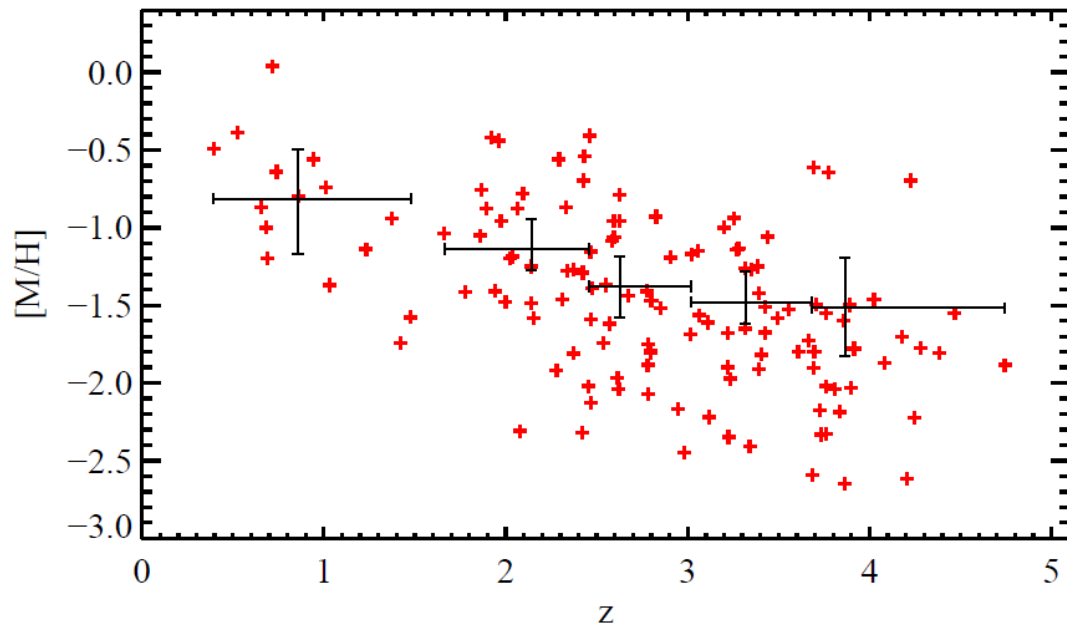


Pritchard & Loeb (2008)

This trough shows
the strength of Ly α flux

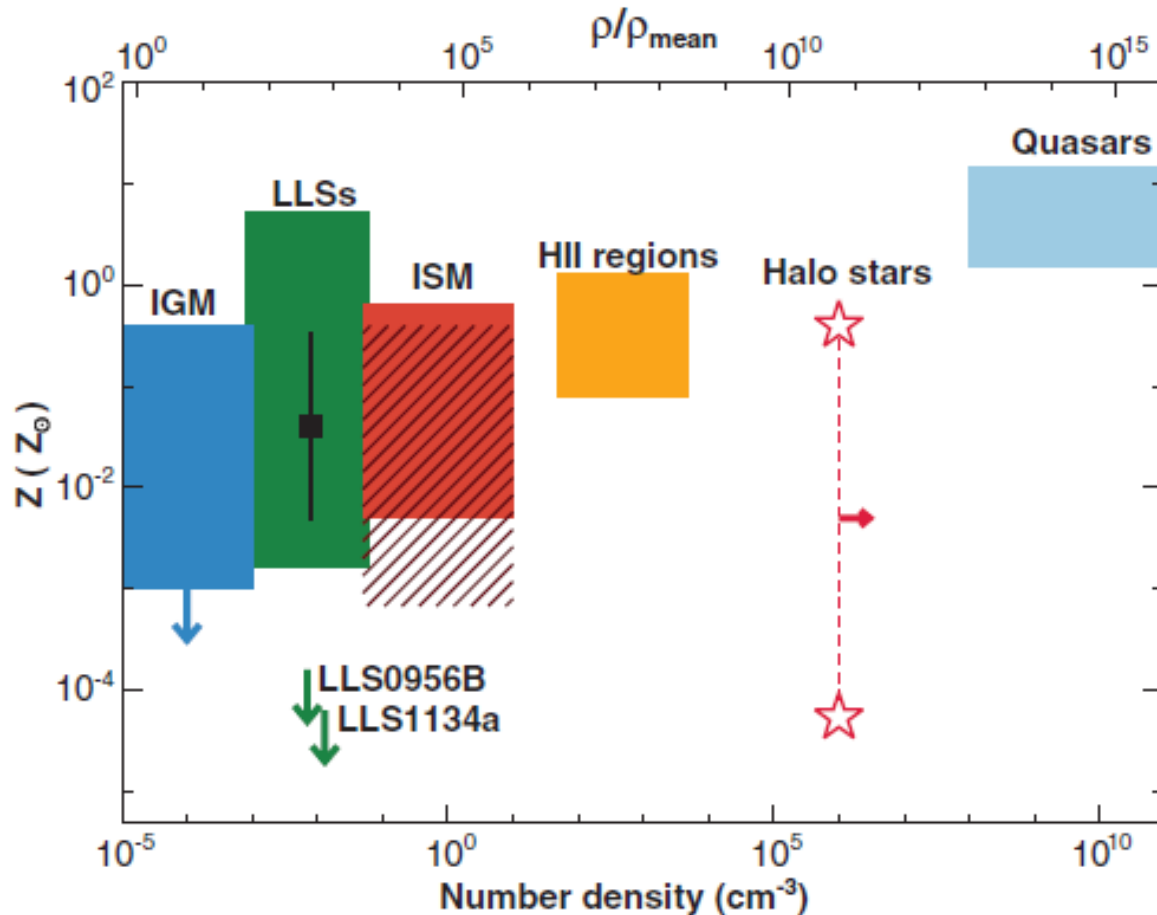
IGMの 重元素量

- damped Ly α 雲 (DLA)で測定
- $Z > 10^{-3} Z_{\text{sun}}$ に汚染されている



より低金属度のガスも一部ある

$z > 2$ での重元素量と密度

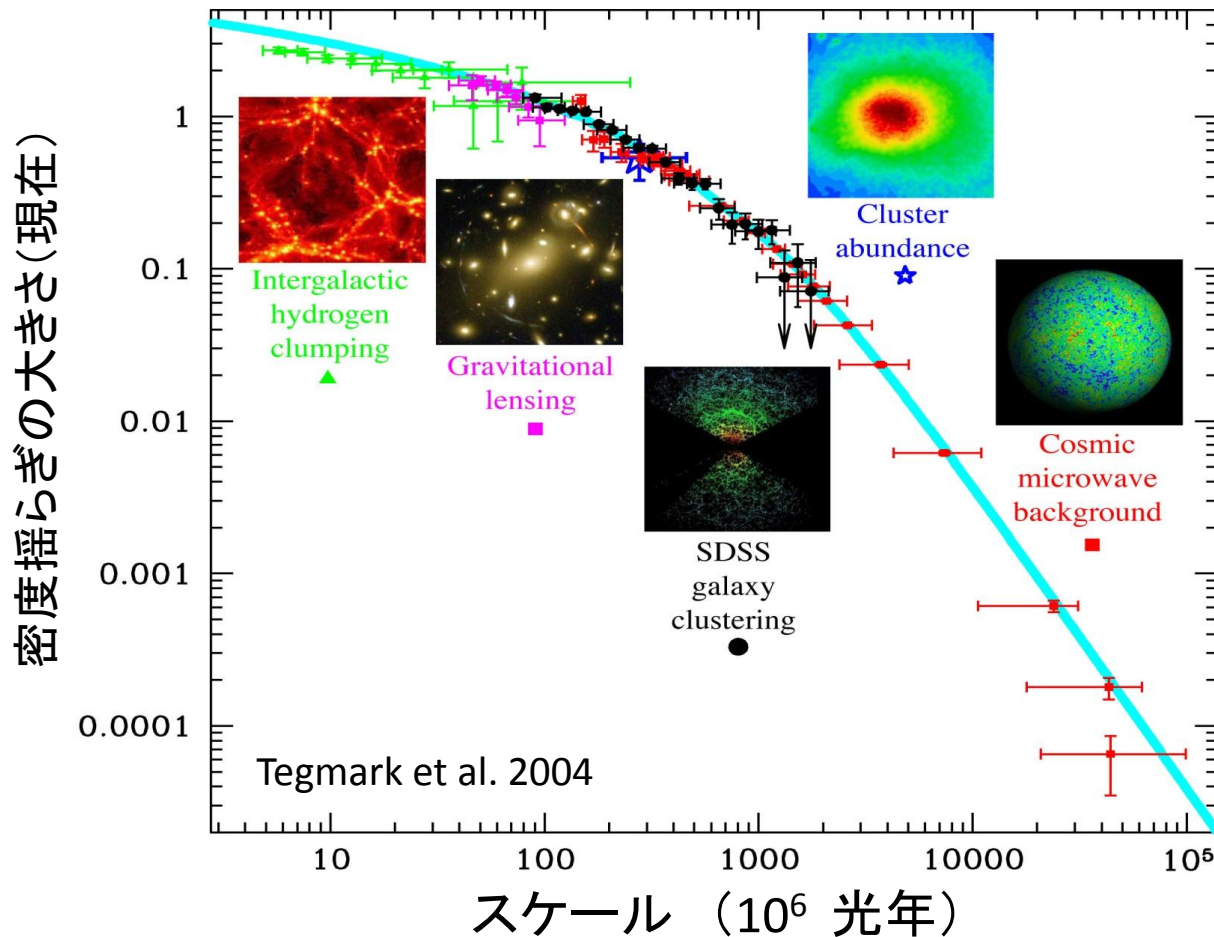


種族III星の宇宙論的意義

- 宇宙最初の重元素源
 - 金属欠乏星中の重元素の起源
- 宇宙最初の輻射源
 - 宇宙再電離 $z \sim 6$ (GP trough) – 11 (CMB)
- 次世代観測機器での観測への期待
High- z の銀河、ガンマ線バーストなどにより観測できるといいと期待が高まる。

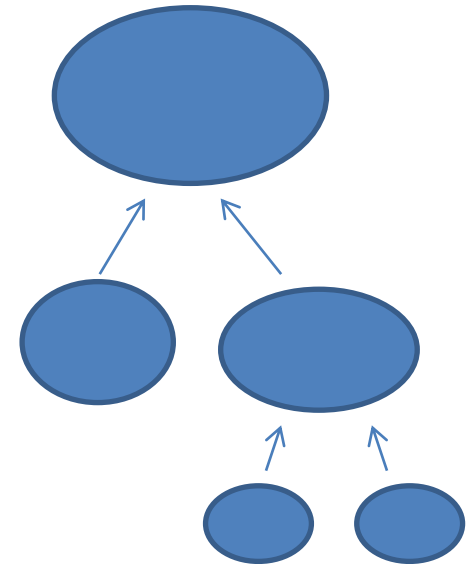
今後の講義の概観

密度揺らぎスペクトルも観測

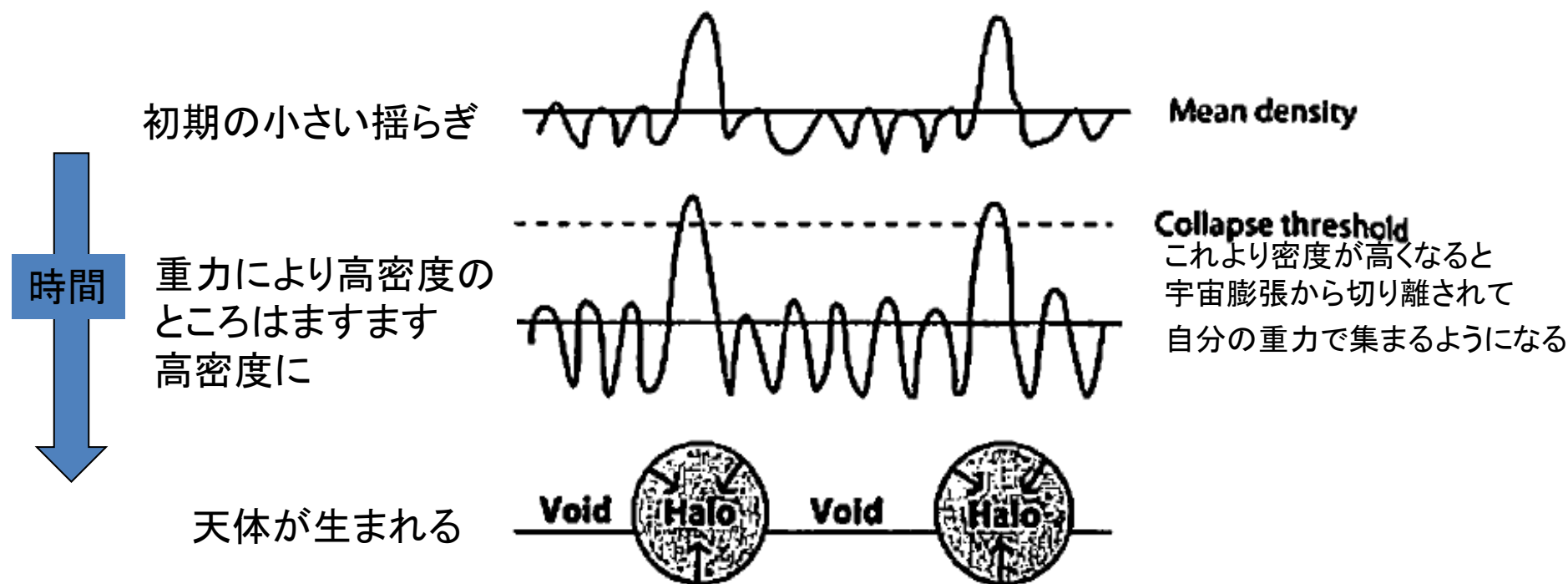


● Cold dark matterモデルでは、小スケールの揺らぎが大きい

● 階層的構造形成
小天体が最初に形成され、その合体により大天体が形成(ボトムアップシナリオ)



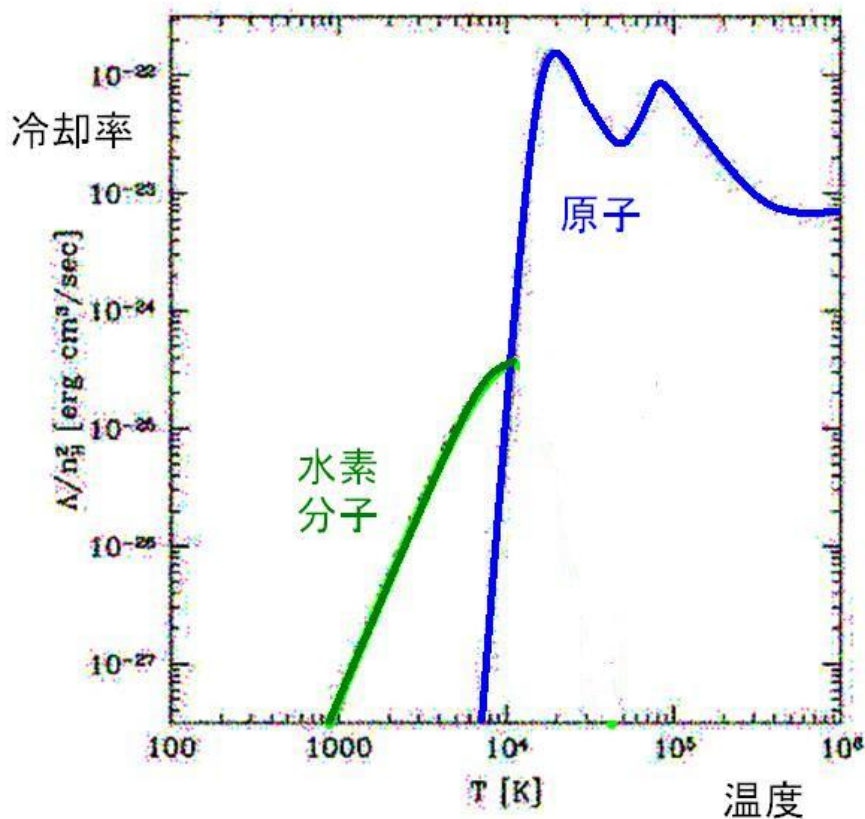
構造(天体のこと)形成の標準理論 ＝重力不安定説



Loeb 2010より

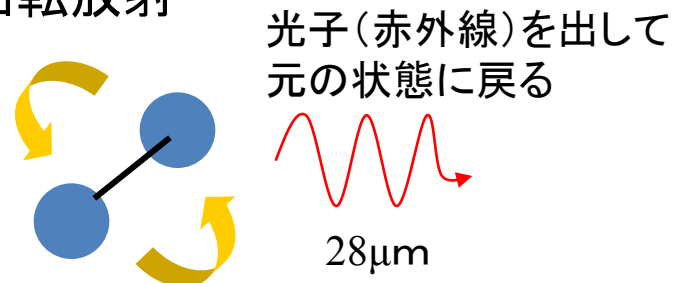
始原ガスの輻射過程

始原ガスの輻射冷却率



- 原子冷却は $T > 10^4$ K でのみ有効
- それ以下では, H_2 による冷却が重要

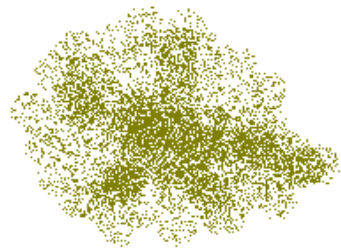
水素分子 (H_2)
回転放射



衝突により回転状態が励起される
(第一励起エネルギー 0.044eV ; 512K)

光る天体の形成

ダークハロー内で星が出来る条件は？



星間ガス

数密度 $\sim 1-100\text{cm}^{-3}$

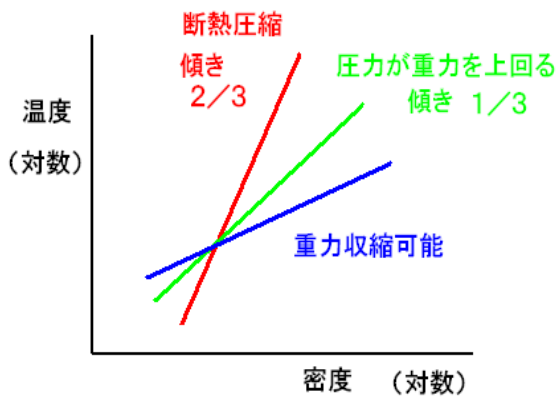


原始星

$>10^{20}\text{cm}^{-3}$

星形成過程

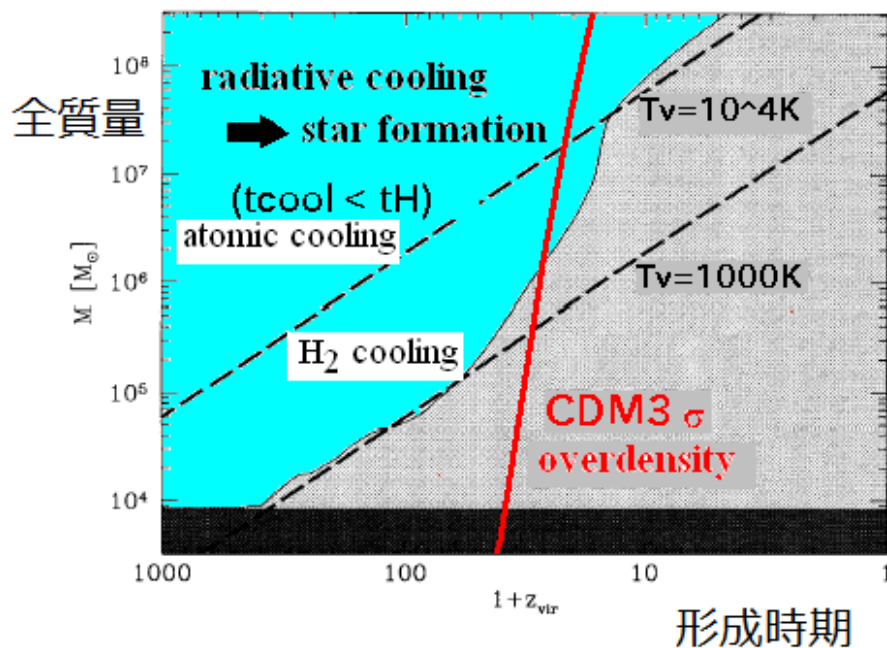
20桁の密度の圧縮



- 圧縮すると一般に温度が上昇する
- 輻射冷却が効率よく進まないと圧力が増して収縮できない。

輻射冷却が重要。

最初の光る天体の形成



Tegmark et al. 1996

- 階層的構造形成

小天体が最初に形成

- 星形成が起こる条件

物質が集まってショック加熱した後(ビリアル化)、さらに収縮して星になるには輻射冷却が必要



初代天体 (3 σ の場合)

$z \sim 30$, $M \sim 10^6 M_{\text{sun}}$

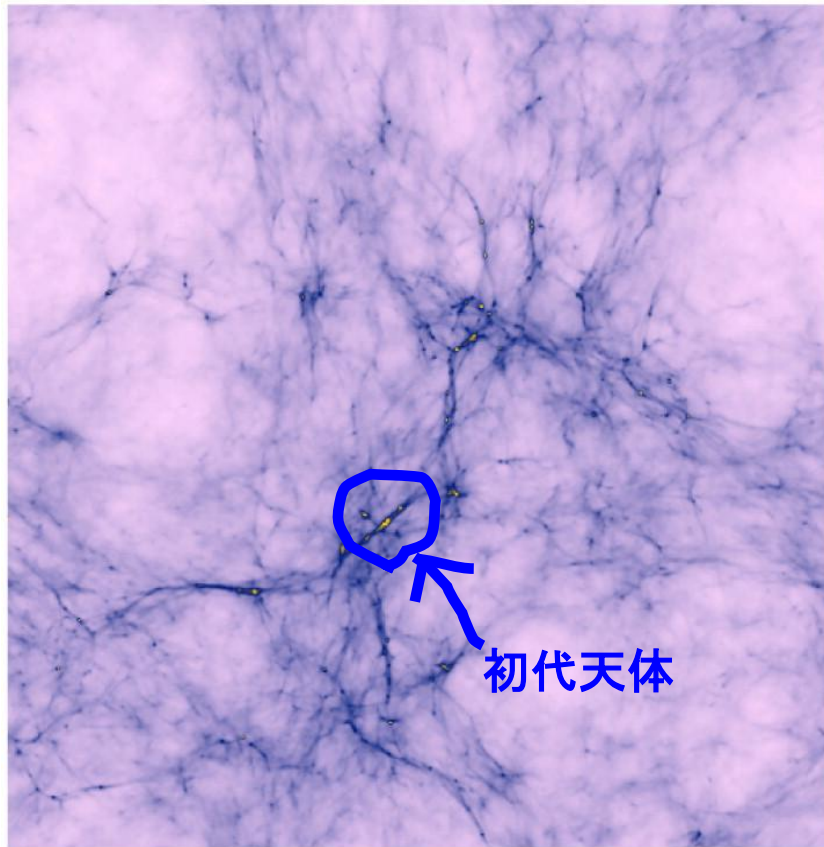
$T_{\text{vir}} \sim 3000\text{K}$

H_2 輻射により冷却

初代天体(ミニハロー)の誕生

Λ CDMモデル

密度揺らぎから初代天体の形成までシミュレーション



ヴィリアル温度が
1000K以上のハロー
(初代天体;
 $\sim 10^6 M_{\text{sun}}$, $z \sim 20-30$ で誕生)

600h⁻¹kpc

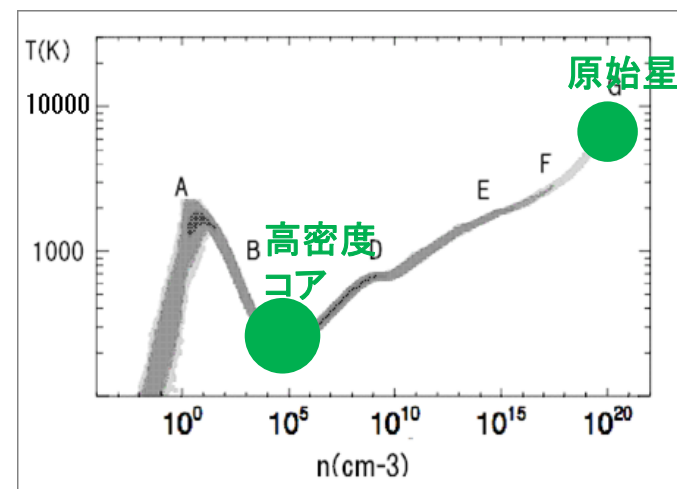
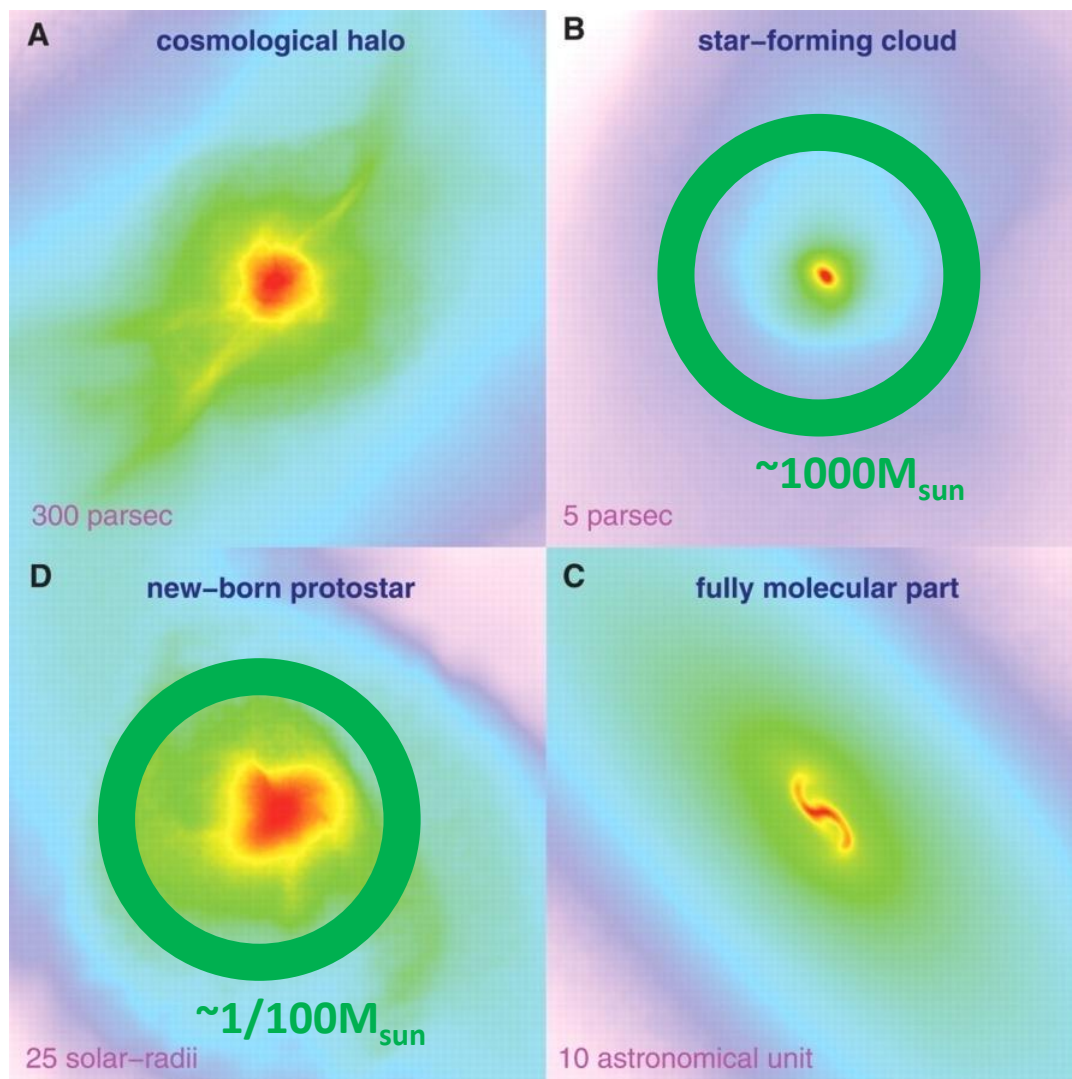
水素分子の回転遷移により
冷却、より高密度に

→ 星形成

Yoshida, Abel, Hernquist & Sugiyama (2003)

原始星が誕生

温度進化



- 水素分子冷却により数密度 $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ で、質量 $\sim 1000 M_{\text{sun}}$ の高密度コアが形成。
- その中で $\sim 10^{21} \text{ cm}^{-3}$ の原始星が誕生。
- 初期質量 $\sim 10^{-2} M_{\text{sun}}$

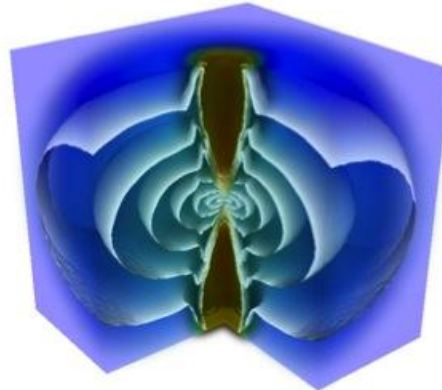
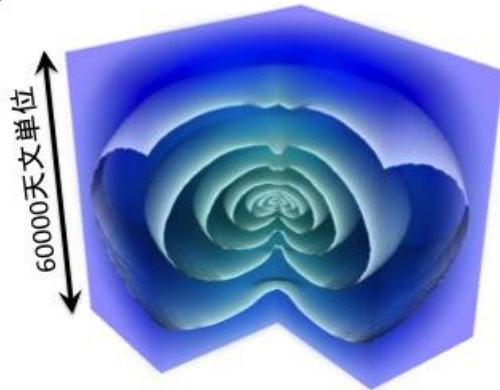
初代原始星の降着進化

降着エンベロープの構造
(密度: コントア、温度: 色)

細川、大向、吉田、Yorke
(2012)

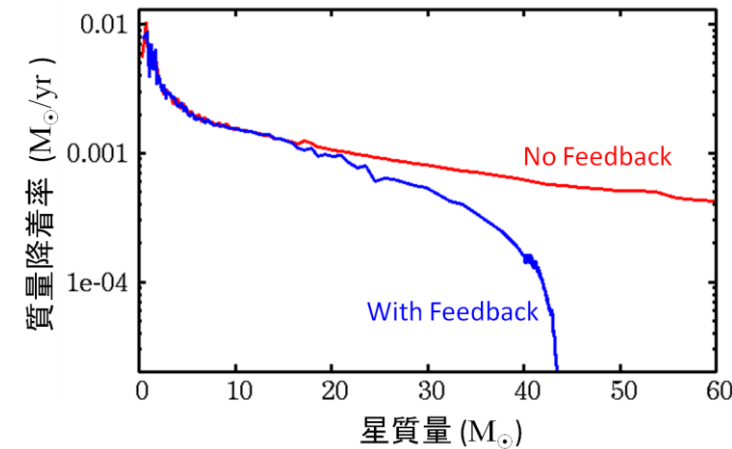
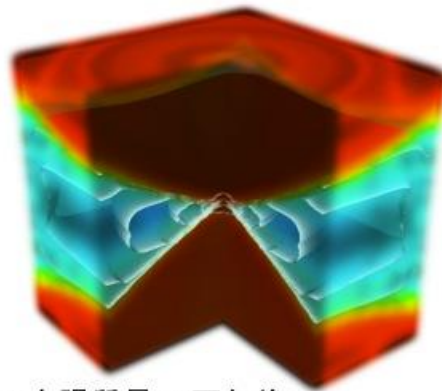
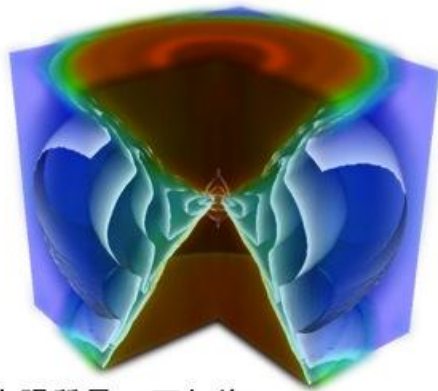
(a) 原始星形成時

(b) 25太陽質量 (2万年後)



(c) 32太陽質量 (3万年後)

(d) 42太陽質量 (7万年後)



HII領域の成長により、
降着止まる。
→初代星は
約40太陽質量