

準解析的アプローチによる 銀河形成研究の展望

長島雅裕(長崎大教育)

「数値銀河カタログ」を中心に、どこまでわかったのか、
どこが問題か、どこを詰めるべきか、を紹介します
(4次元デジタル宇宙プロジェクト内にムービーあり)

special thanks (modelづくりに携わっている人々):

榎基宏さん(東京経済大学)

矢作日出樹さん(国立天文台)

大越克也さん(東京理科大学)

小林正和さん(京都大学)

岡本崇さん(Durham大学)

大丸公平さん(長崎大学)

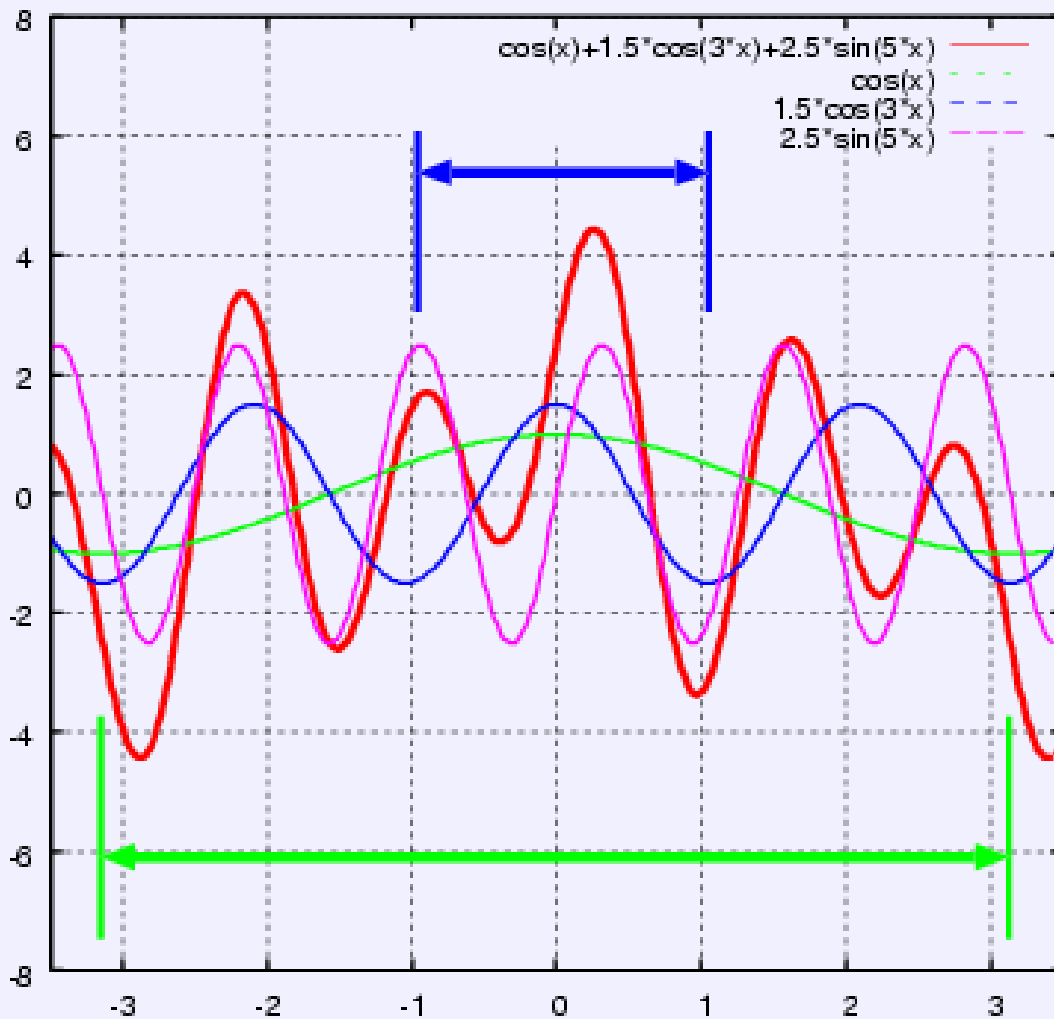
Introduction

銀河形成のとらえ方

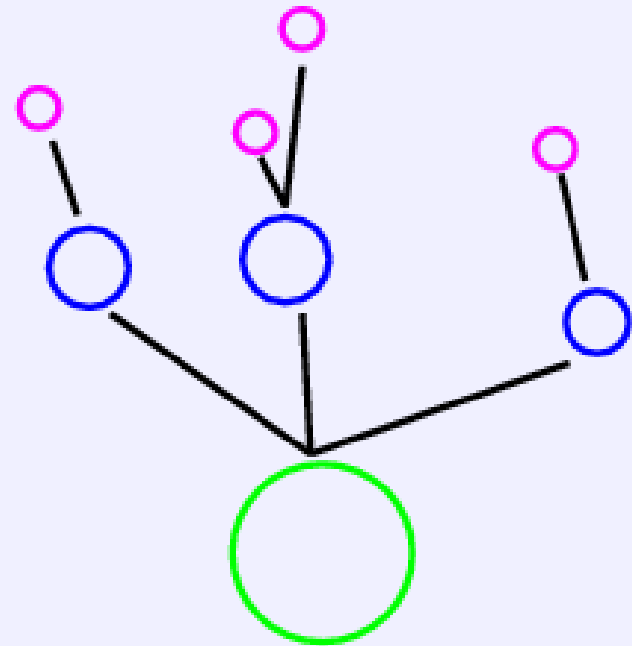
- CDM宇宙モデルの確立
 - WMAP, SNIa etc.
- CDMの帰結→hierarchical clustering
 - ダークマター(ハロー)については、大きいハローは必ず小さいハローの合体で作られる
- バリオン密度<<ダークマター密度
 - バリオンはダークマターに引きずられて運動
 - ダークハロー中で銀河形成
- 銀河形成も hierarchical に考えねばならない

Hierarchical Clustering

small scale の揺らぎの振幅が大



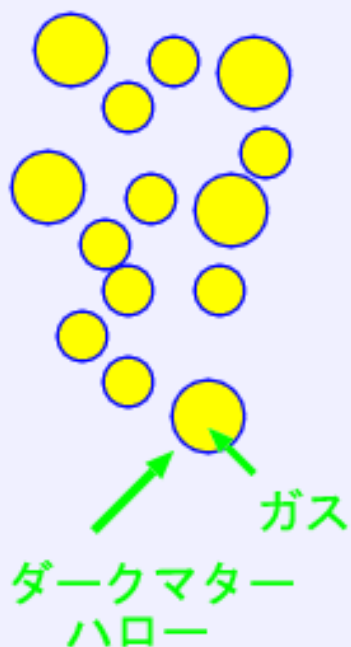
揺らぎの高い点からハロー形成
→biased formation



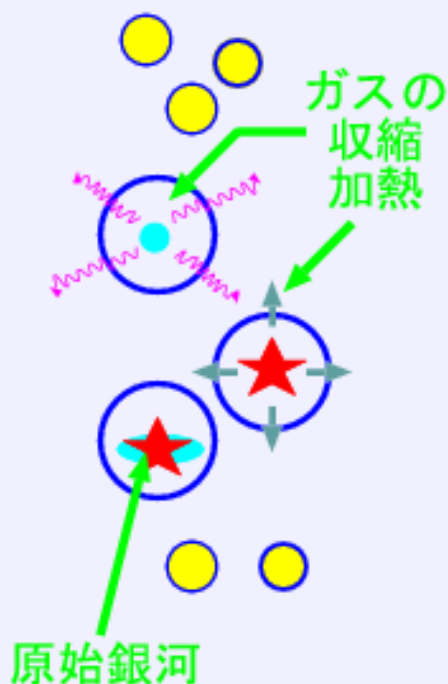
階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

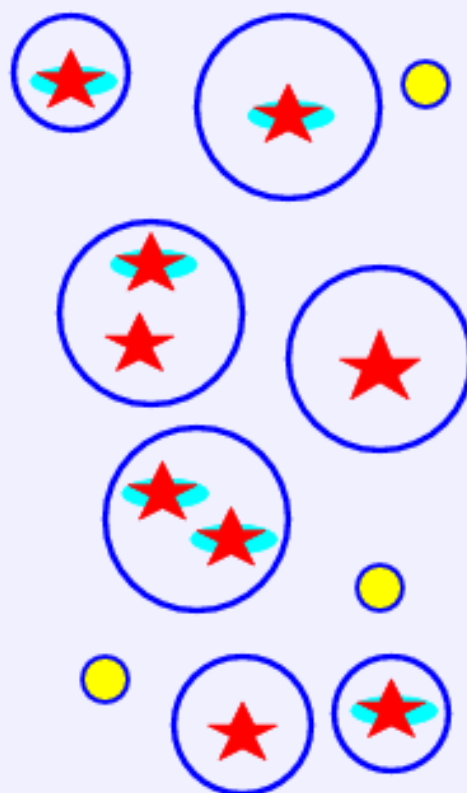
現在



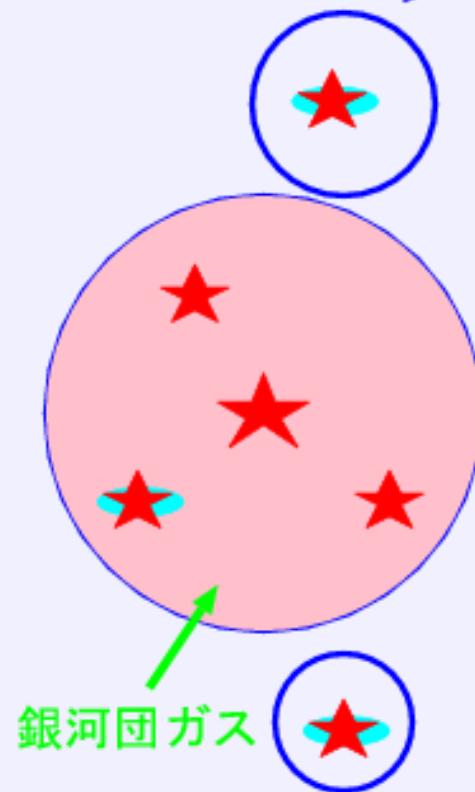
自己重力による
初期天体の形成



ガスの冷却による収縮,
星形成,
超新星爆発による
ガスの加熱

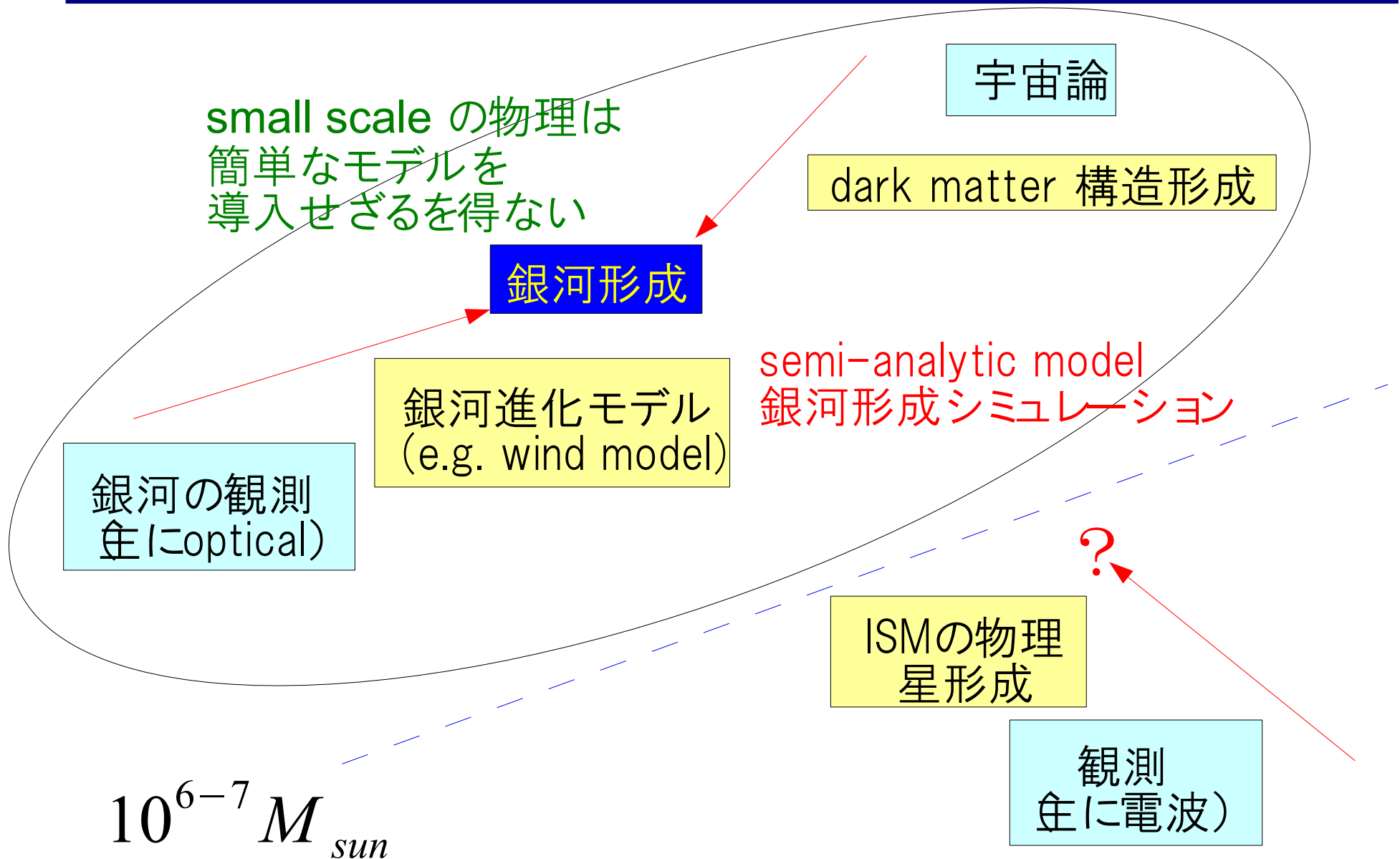


銀河同士の合体



-現在の宇宙-
銀河団の形成
我々の銀河の形成

銀河形成問題の難しさ



銀河形成への重要なアプローチ

- 現象論(銀河風モデルなどによる)

観測データを整理するのに重要(第一段階)

- 数値流体シミュレーション

ダイナミクスを解ける(とされている)

しかし resolution がまだ不十分

(SPH粒子質量 > giant molecular cloud)

resolution稼ぐために小さいbox

→長波長の密度揺らぎ無視(角運動量等)

超新星爆発フィードバック(ガス加熱)等、不定性大

時間がかかりパラメータ空間の一部しか調べられない

- 準解析的(SA)モデル **今回「我々の数値銀河カタログ」(GC)を紹介**

ダークハローの形成史はちゃんと解く

ガス冷却、星形成、フィードバック等はモデルを入れる

(実際のところ、粗い数値シミュレーションとそうは違くない)

高速に解ける、サンプル数大

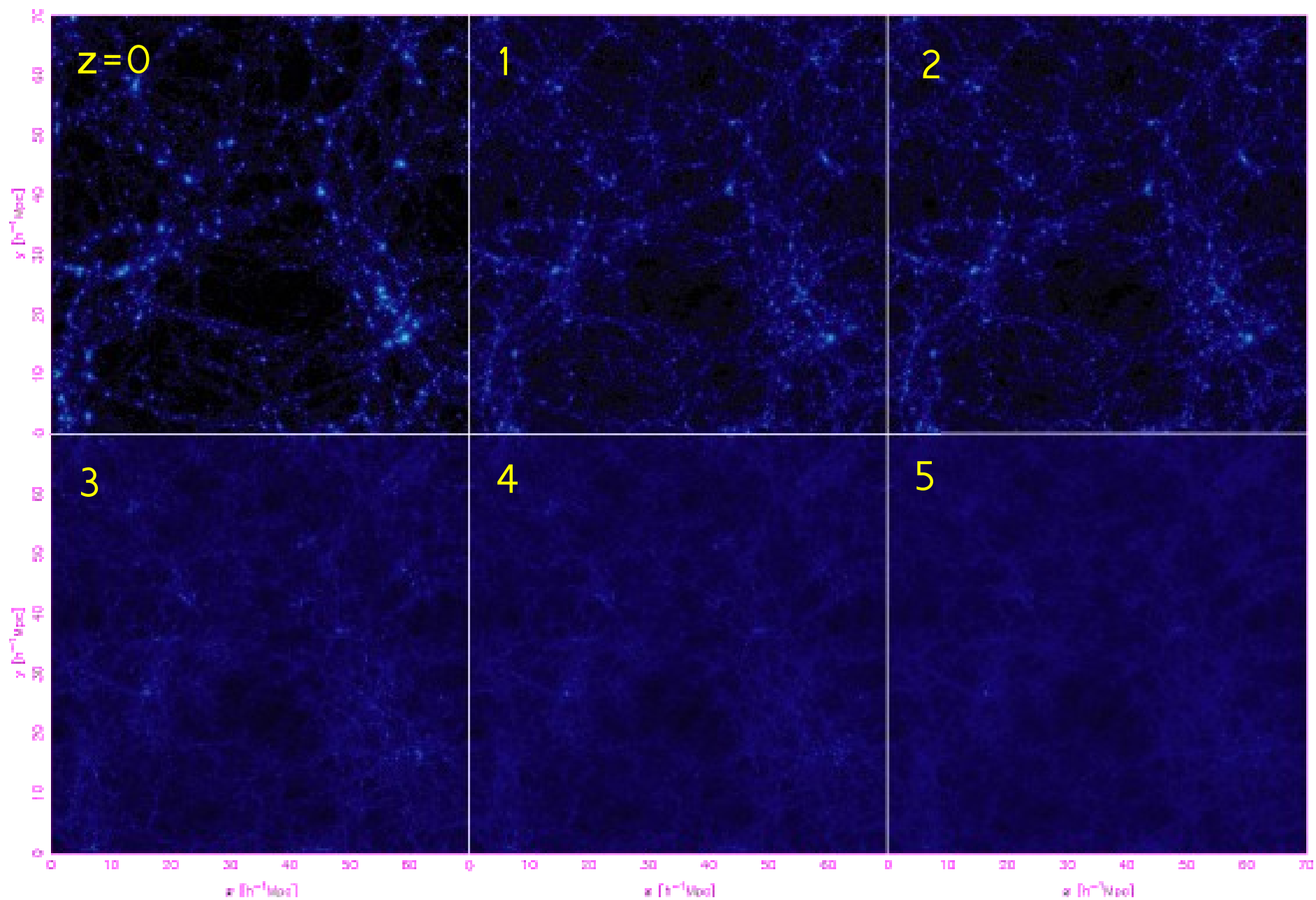
道具は「使いよう」なので、
問題に合った適切な
方法を用いればよい

ダークハローの形成史の構築

N-body シミュレーション

- ・ dark matter のみ
→ 不定性ほぼゼロ
- ・ box size: $L = 70 h^{-1} \text{Mpc}$
- ・ 粒子数: $N = 512^3$
- ・ 最小ハロー質量(10粒子): $M = 3 \times 10^9 M_{sun}$
⇒ 現在、地球シミュレータのデータも使えるようになってきた(質量分解能1/8)
- ・ ハローの 1 dynamical time 程度の間隔で
スナップショットを取り、ハローを同定
→ 形成史の構築

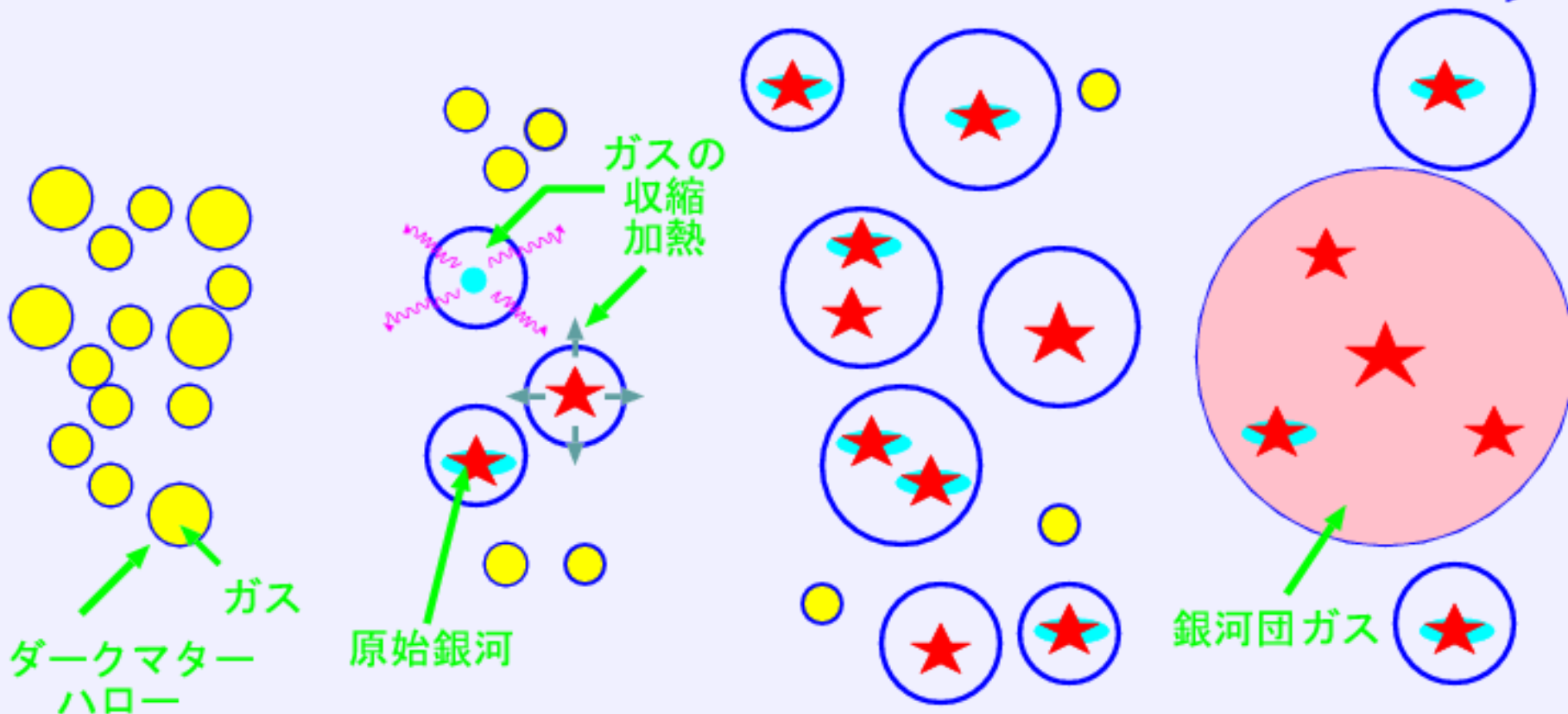
空間分布(dark matter)



階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

現在



自己重力による
初期天体の形成

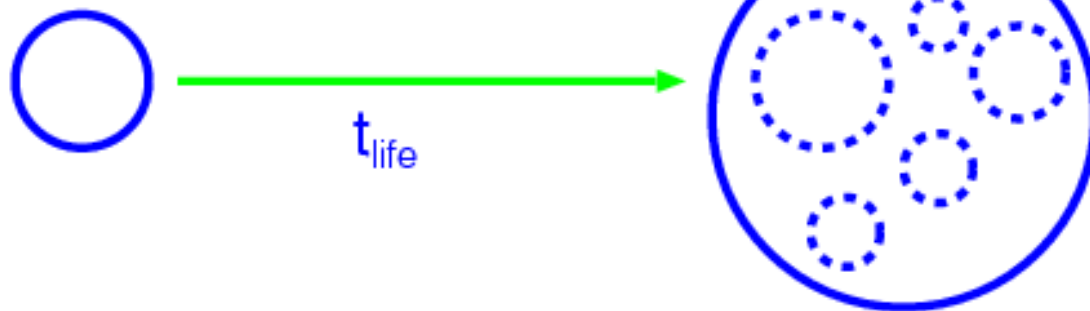
ガスの冷却による収縮,
星形成,
超新星爆発による
ガスの加熱

銀河同士の合体

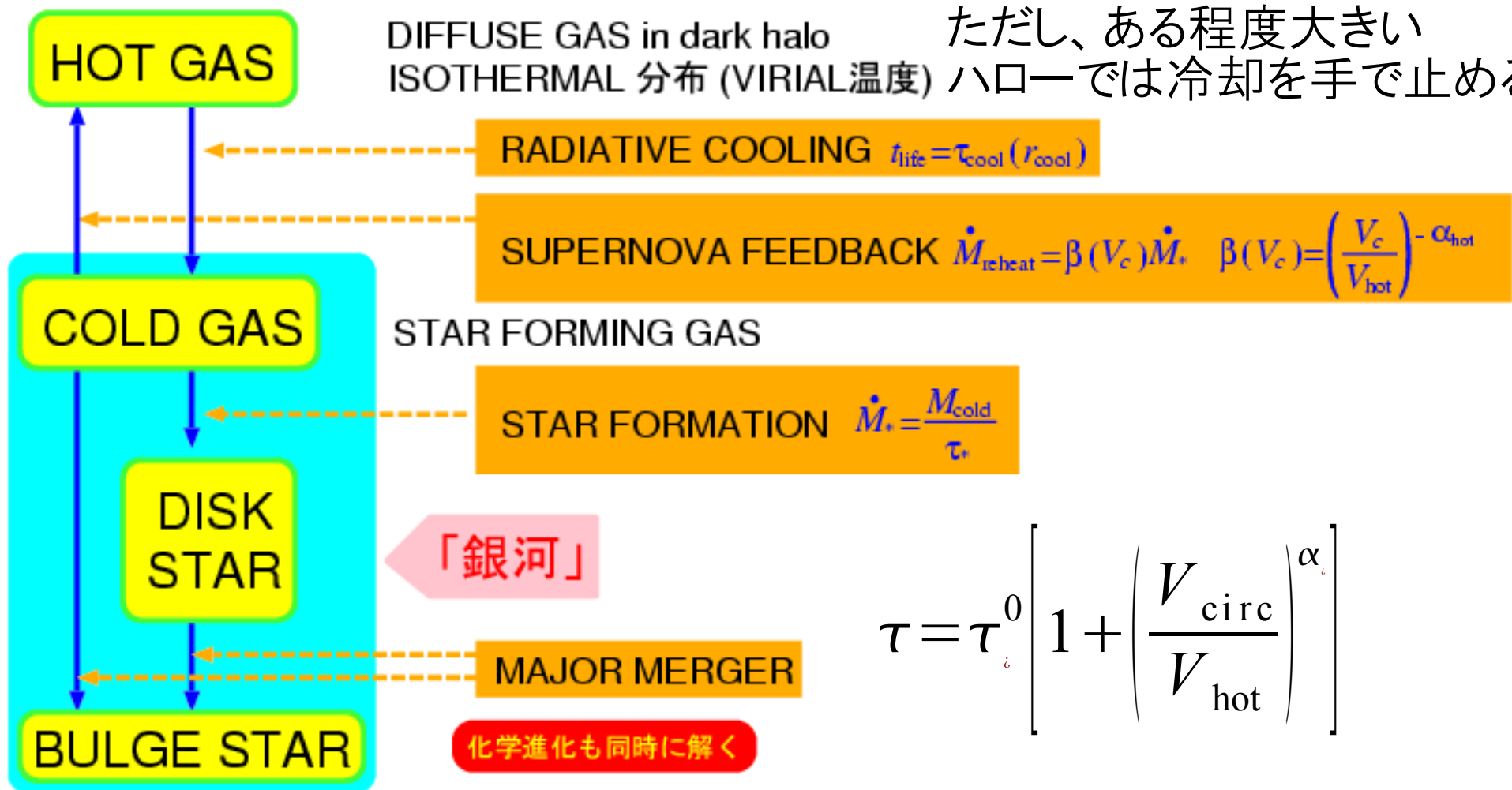
-現在の宇宙-
銀河団の形成
我々の銀河の形成

★青丸が得られた

バリオンガスの進化サイクル



ただし、ある程度大きいハローでは冷却を手で止める

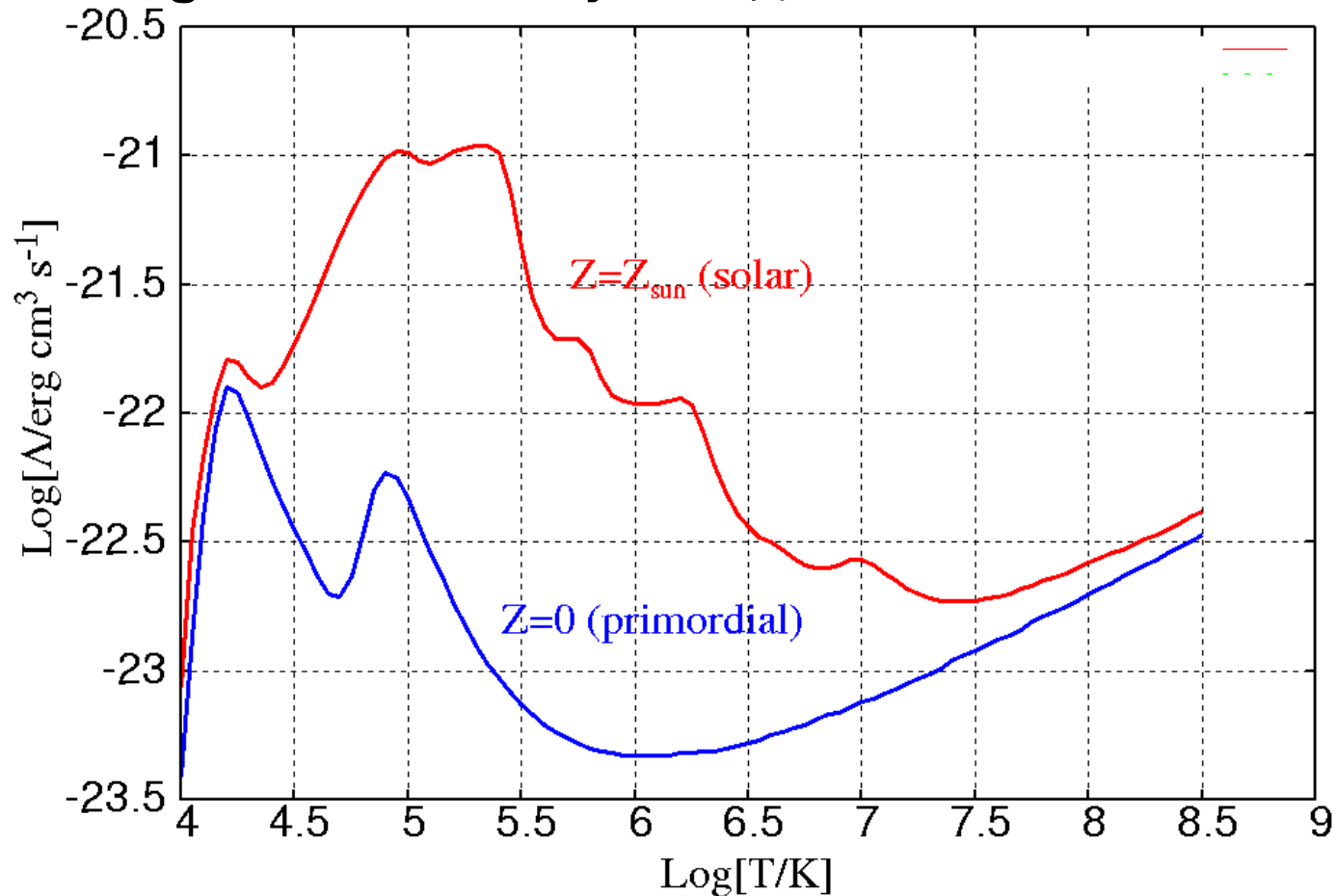


$$\tau = \tau_*^0 \left[1 + \left(\frac{V_{\text{circ}}}{V_{\text{hot}}} \right)^{\alpha_c} \right]$$

Cooling functions

化学組成進化も解いている

→ hot gas の metallicity も計算されている



1万度まで冷えたら cold gas とする

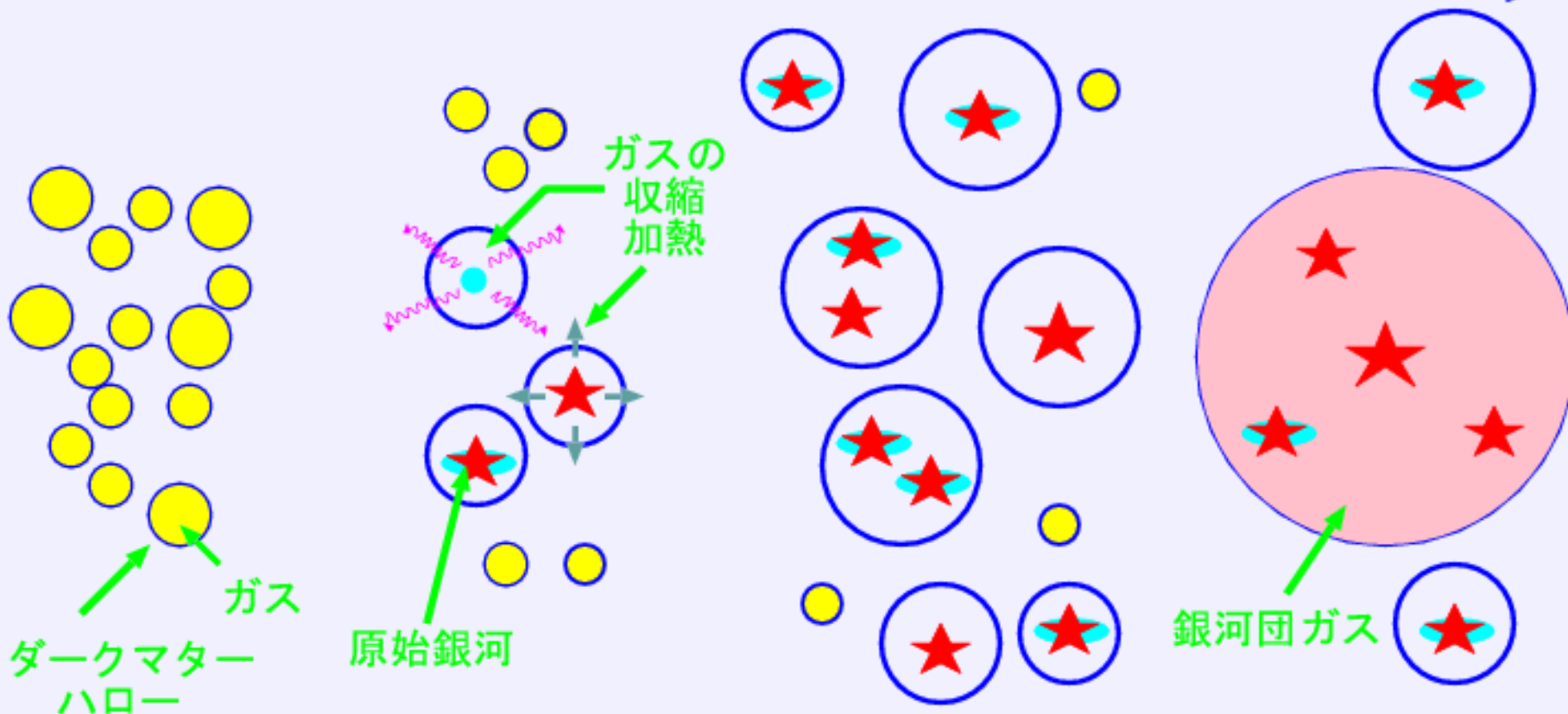
Sutherland & Dopita (1993)

それ以下は、星形成のタイムスケールに繰り込まれていると解釈

階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

現在



自己重力による
初期天体の形成

ガスの冷却による収縮,
星形成,
超新星爆発による
ガスの加熱

銀河同士の合体

-現在の宇宙-
銀河団の形成
我々の銀河の形成

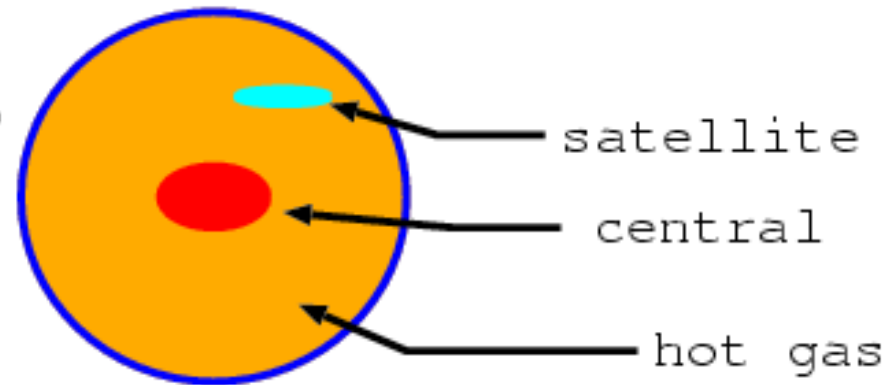
★原始銀河の形成

銀河同士の合体

ダークハローが合体した時：

- ・ホットガスはすぐに混ざる
- ・銀河を**中心銀河**、**サテライト銀河**に分ける

↑
最も大きいハローの中心銀河を
新しいハローの中心銀河とする



銀河が合体する条件：

$t_{\text{elapse}} > t_{\text{fric}}$ (dynamical friction time-scale)

$\Delta t > t_{\text{coll}}$ (random collision)

satellite-central merger
satellite-satellite merger

合体のタイプ：

同程度の質量の
銀河同士の合体：

STARBURST + BULGE FORMATION
(MAJOR MERGER)

それ以外：

小さい銀河は大きい銀河のバルジになる
(MINOR MERGER)

最終的に、B-band B/D により形態を決定

bulge-dominated: Elliptical
intermediate: S0
disk-dominated: Spiral

merger rate

dynamical friction (Binney & Tremain 1987)

$$\tau_{\text{fric}} = \frac{1.17 R_h^2 V_{\text{circ}}}{\ln \Lambda_C GM_{\text{sub}}},$$

個々の satellite 銀河について評価し、
time-step より短ければ**中心銀河と合体**

collision rate (1/time-scale)

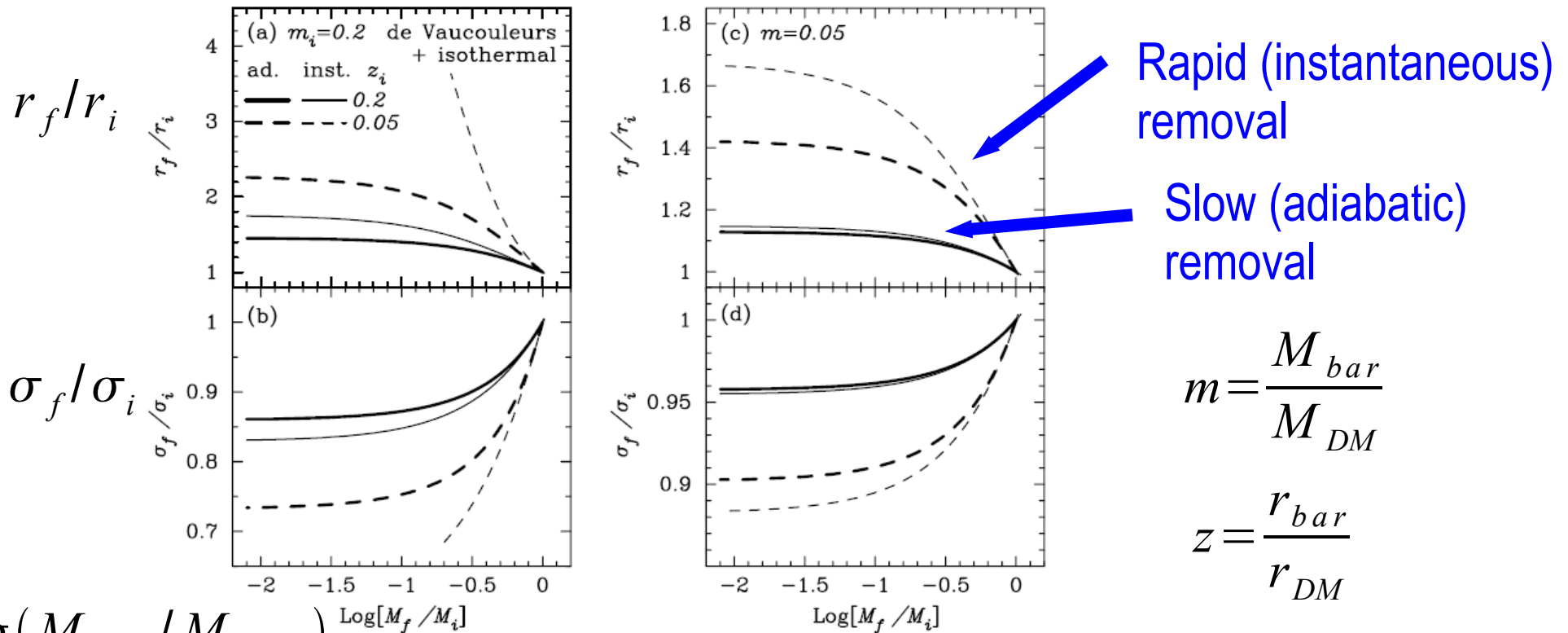
V_{circ} 程度で飛び回っている、 r_g, v_g の銀河の衝突確率

$$k \sim n\sigma V_{\text{circ}} \propto \frac{N}{R_h^3} \frac{r_g^2 v_g^4}{V_{\text{circ}}^3},$$

個々の satellite 銀河について評価し、
このrateでランダムに**他の satellite 銀河と合体**
(等質量でない場合もやってみたが、LFについては変わりなし)

dynamical response to gas removal

starburst の際には、単にガスが抜けるだけでなく、
 ガス放出に伴う重力ポテンシャルの変動への
 サイズ・速度分散の応答を考慮 → dwarf E 形成で重要



$\log(M_{final}/M_{initial})$

Figure 1. Dynamical response of the baryonic component of deprojected de Vaucouleurs profile embedded in an isothermal halo, for various values of initial mass $m_i \equiv M_i/M_d$ and size $z_i \equiv r_i/r_d$. The horizontal axis is the ratio of final to initial baryon masses. Upper and lower panels indicate the changes of size and velocity dispersion, respectively, for $m_i = 0.2$ (left panel) and 0.05 (right panel). The thick solid and thick dashed lines in each panel show the results of $z_i = 0.2$ and 0.05 , respectively, for adiabatic gas removal. The thin solid and thin dashed lines show those results for instantaneous gas removal. Note that the scales of vertical axes of left and right panels are different.

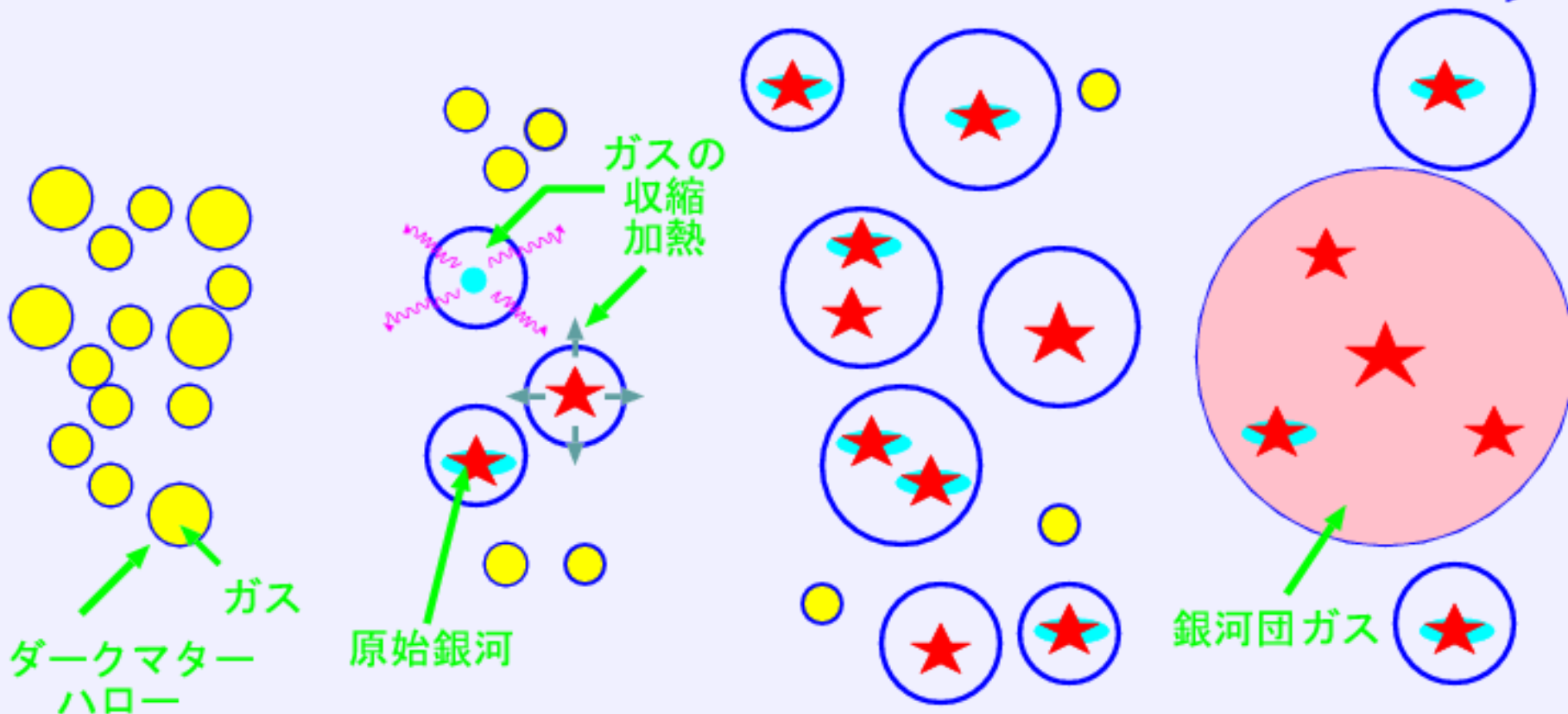
Nagashima & Yoshii (2003)

※diskへの応用については小山ポスター参照

階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

現在



自己重力による
初期天体の形成

ガスの冷却による収縮,
星形成,
超新星爆発による
ガスの加熱

銀河同士の合体

-現在の宇宙-
銀河団の形成
我々の銀河の形成

★星形成史が確定

銀河の見かけの明るさ

星の種族合成(intrinsic luminosity)
Kodama & Arimoto (1997)

表面輝度による選択効果(観測の検出限界に依る)
銀河のサイズ:

S...specific angular momentum 保存
E...virial radius of baryonic component
(mass loss による膨らみを考慮)

POPULATION
SYNTHESIS

SELECTION
EFFECT

INTERGALACTIC
HI CLOUDS

INTERNAL
DUST
ABSORPTION

銀河間中性水素雲による吸収
(Yoshii & Peterson 1994)

ダストによる内部吸収
 $\tau \sim (1+z)^{-1} M_{\text{cold}} Z_{\text{cold}} / r_e^2$ に比例
Galactic extinction curve + screen model
slab



ν GC: 結果

- 宇宙論モデル:

- $\Omega_0 = 0.3$, $\lambda = 0.7$, $h = 0.7$, $\sigma_8 = 0.9$, $\Omega_b = 0.048$

← ~ WMAPパラメータ

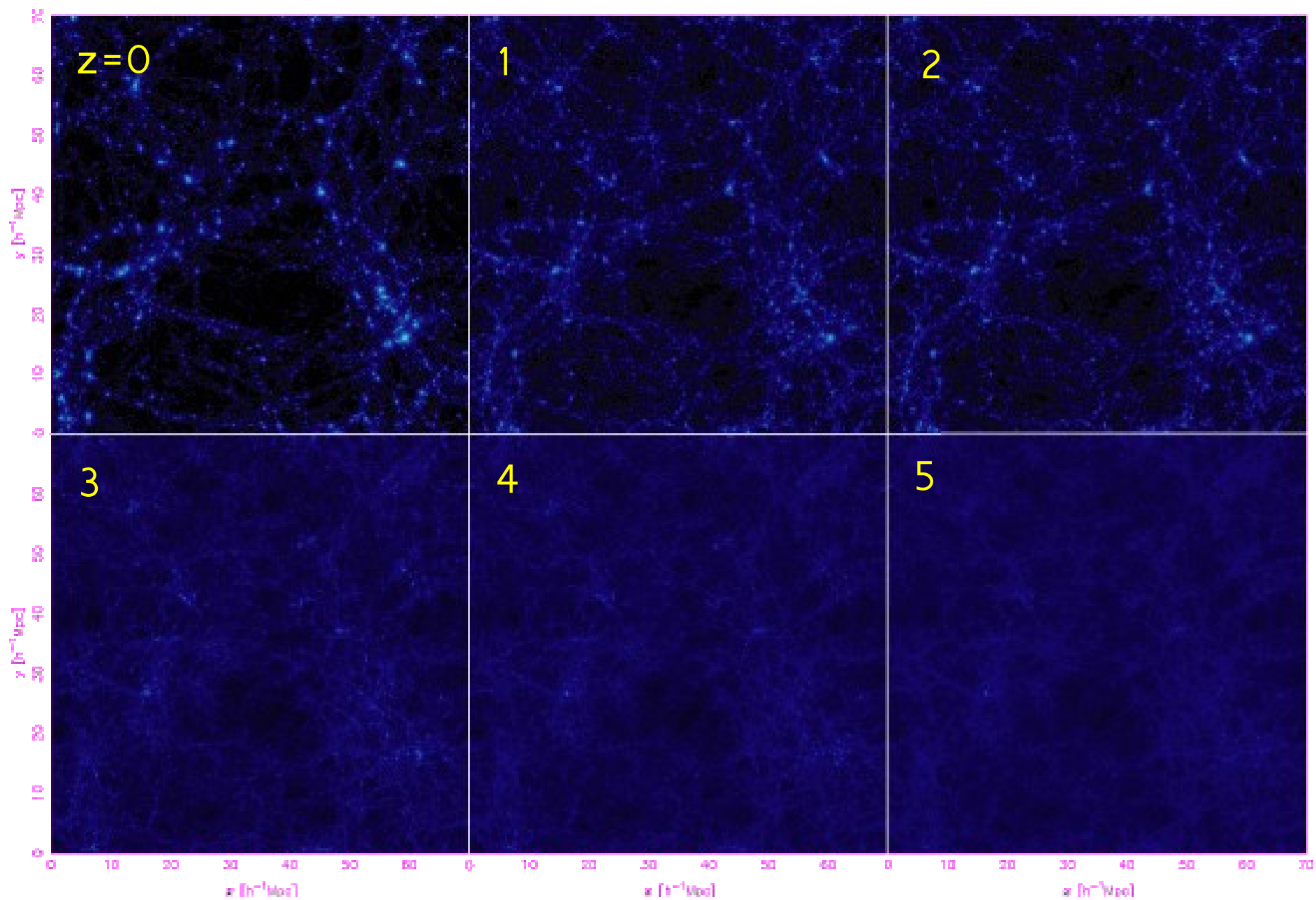
- 不定性の大きい物理過程:

- 超新星爆発による加熱効率 → 光度関数
- 星形成のタイムスケール → 星間ガス質量
- 銀河の合体のタイムスケール → 光度関数

- その他必要に応じてモデルを導入

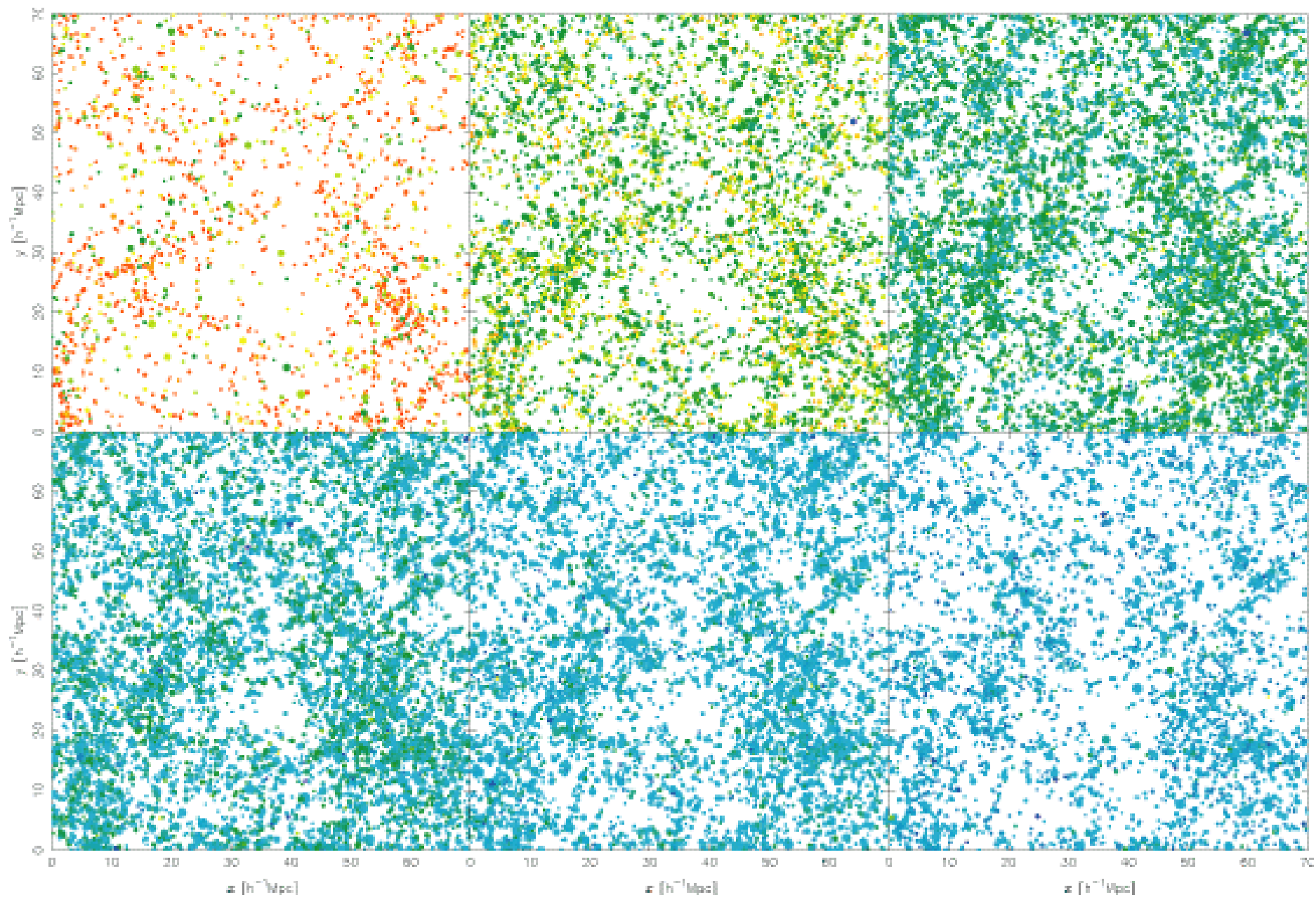
- 冷えるガスの角運動量保存 → ディスクサイズ
- イールド → 重元素量、星の色
- メタルーダスト比 → 減光量
-

空間分布(dark matter)



空間分布(galaxies)

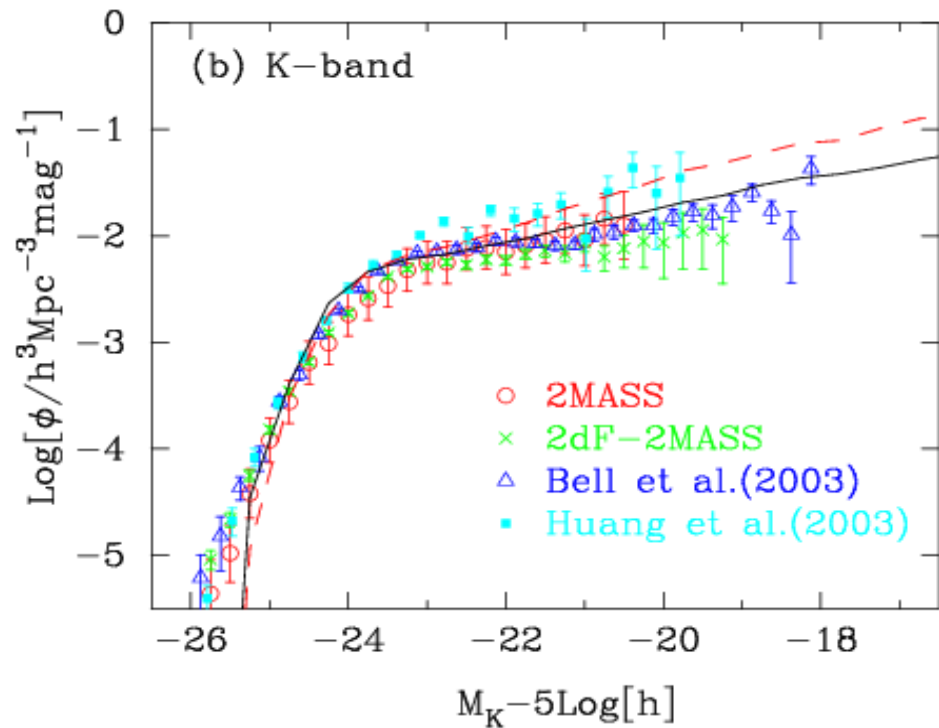
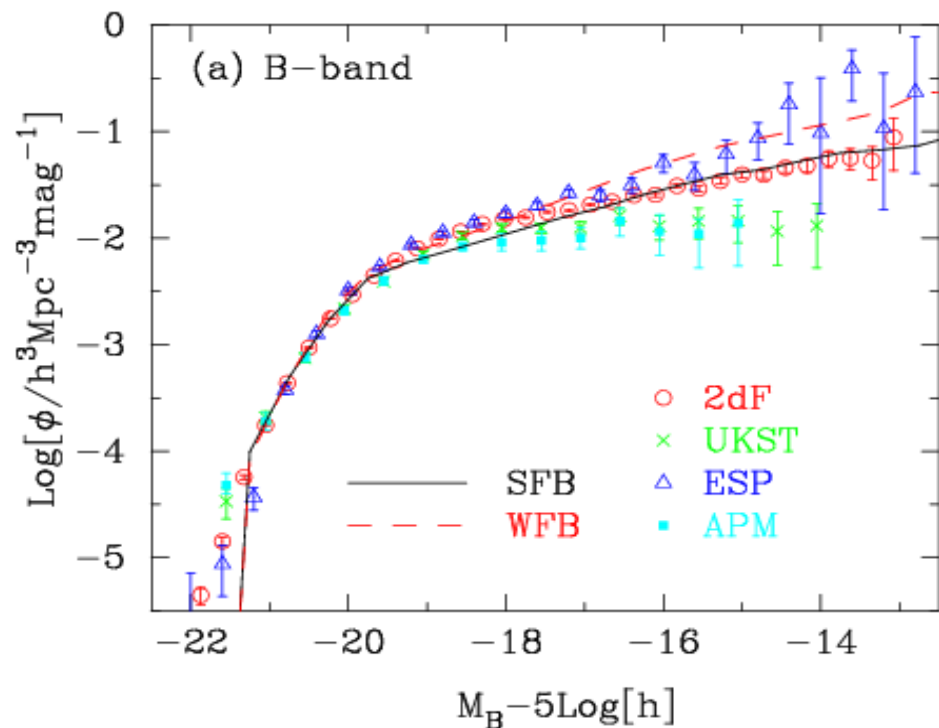
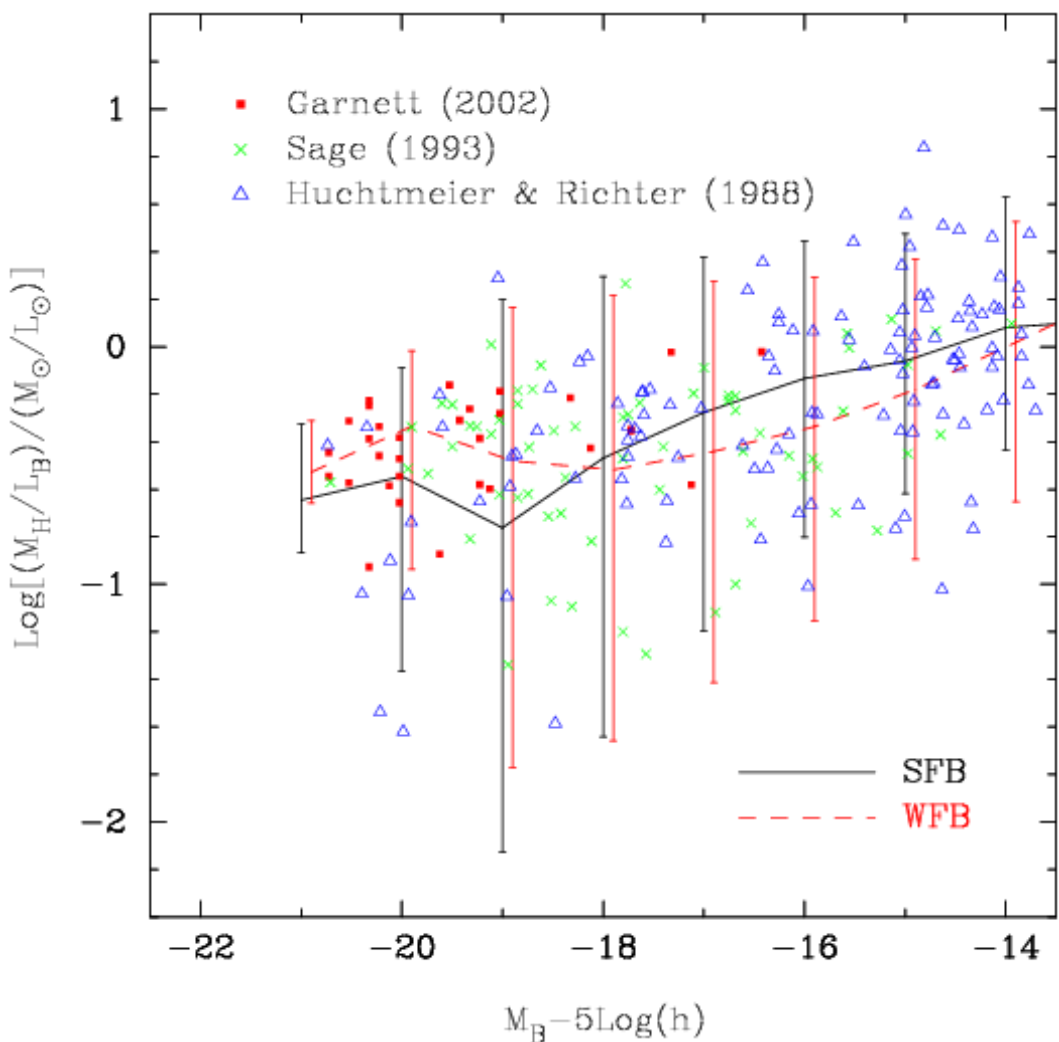
(rest B-V で色づけ)



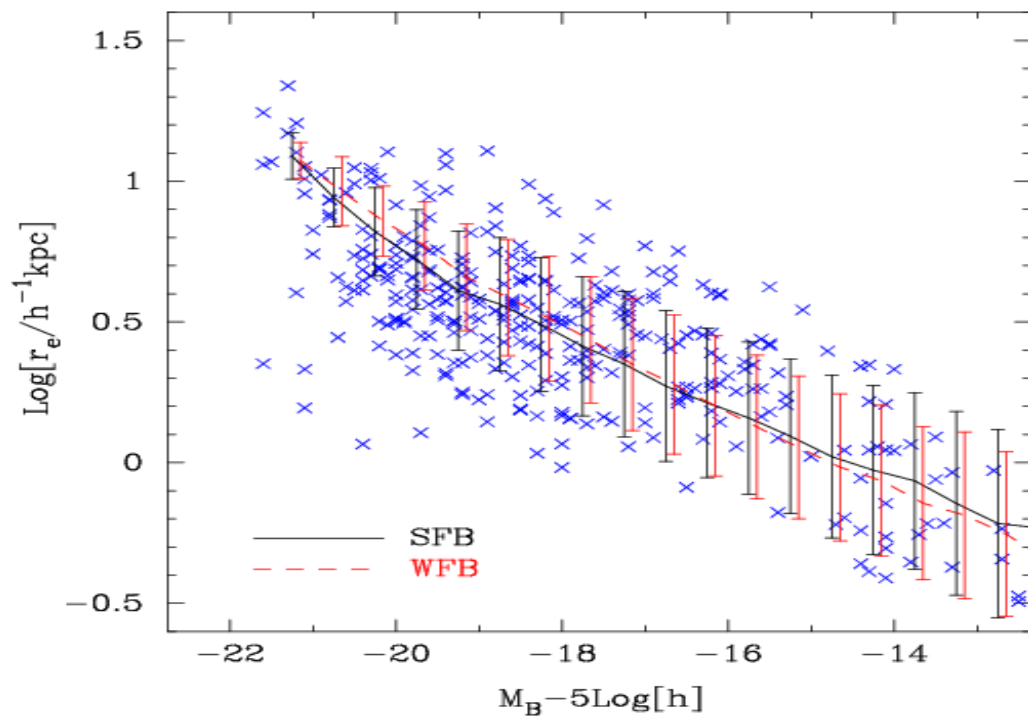
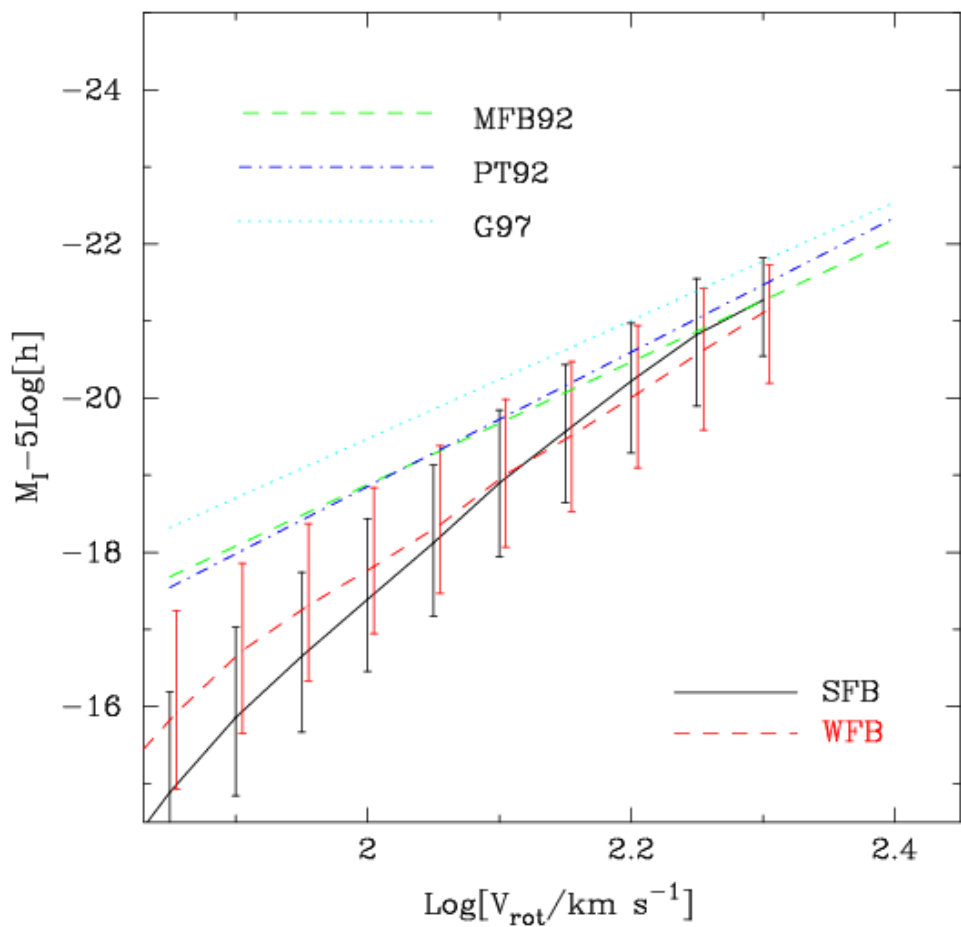
Nagashima, Yahagi, Enoki, Yoshii & Gouda (2005)

光度関数→

ガス質量—光度比



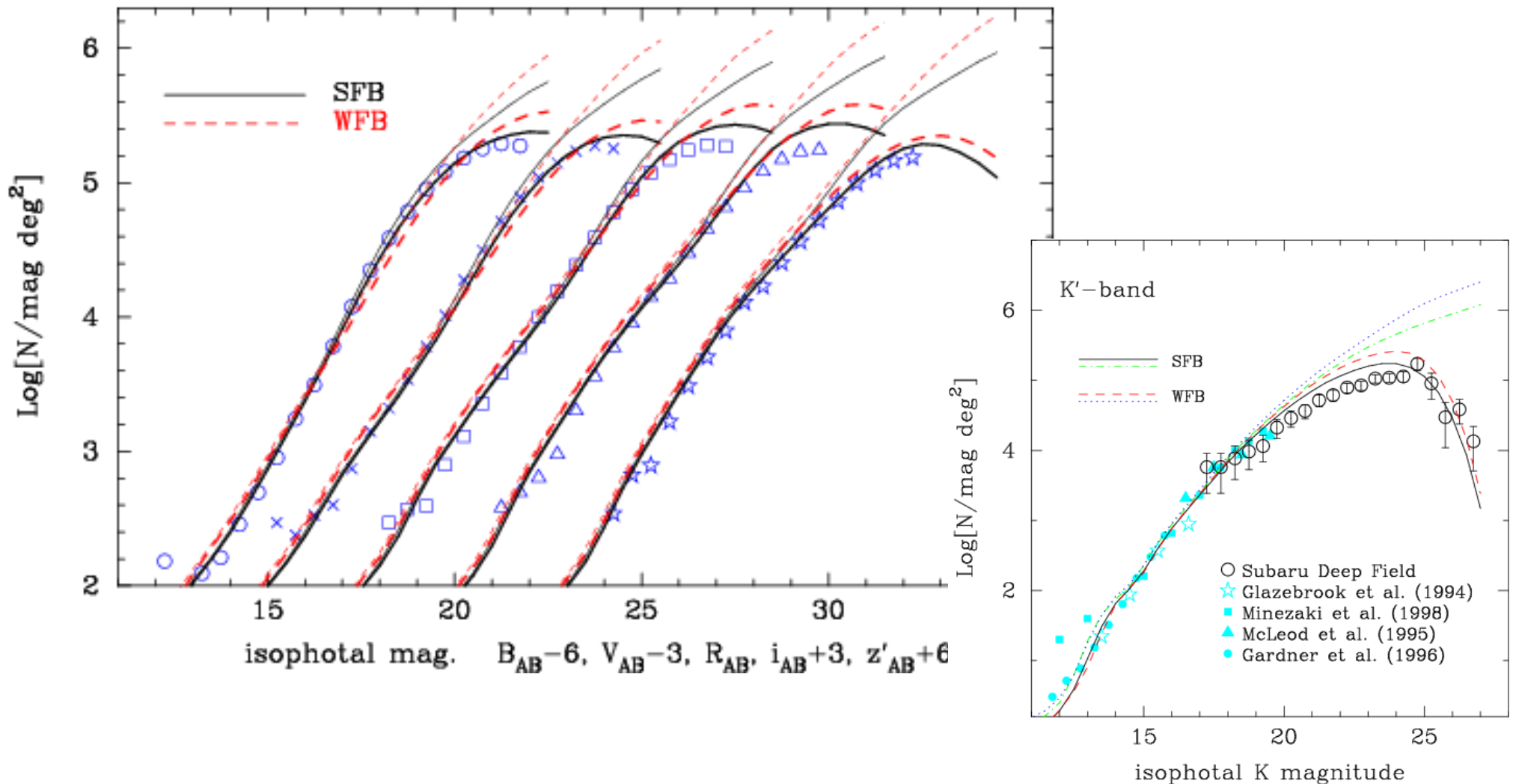
disk size →



← Tully-Fisher relation
暗いところのベキについては、
ポスター(小山博子)参照

銀河計数(HDF,SDF)

単位立体角あたりの銀河の個数
光度関数のz方向の積分



high- z LF, z -dist.

HDF I-band の
photo- z distribution

Kashikawa et al. (2005)

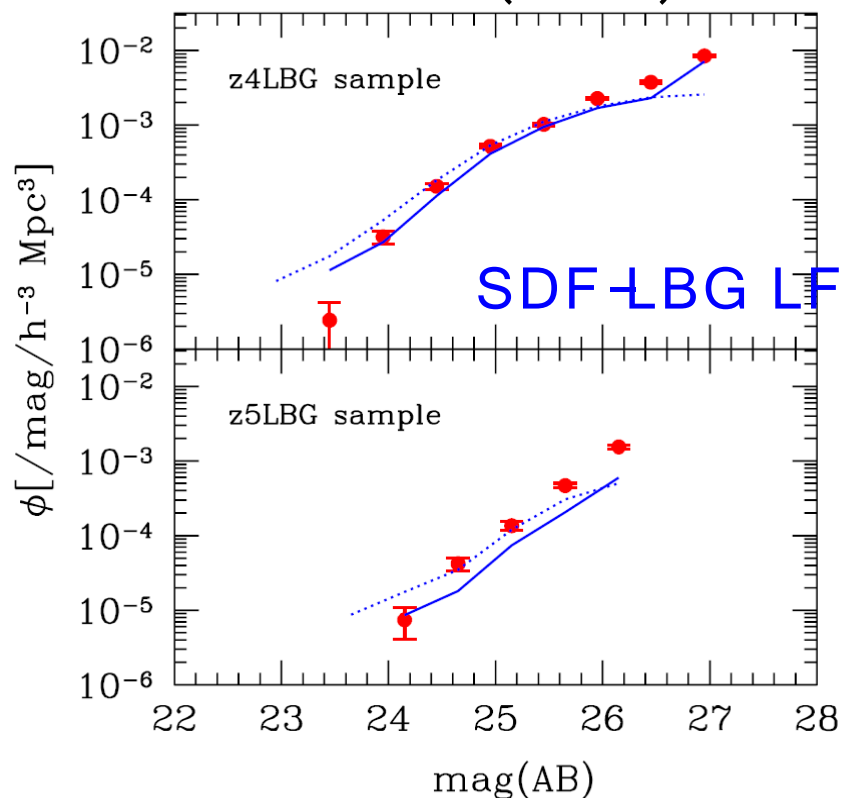
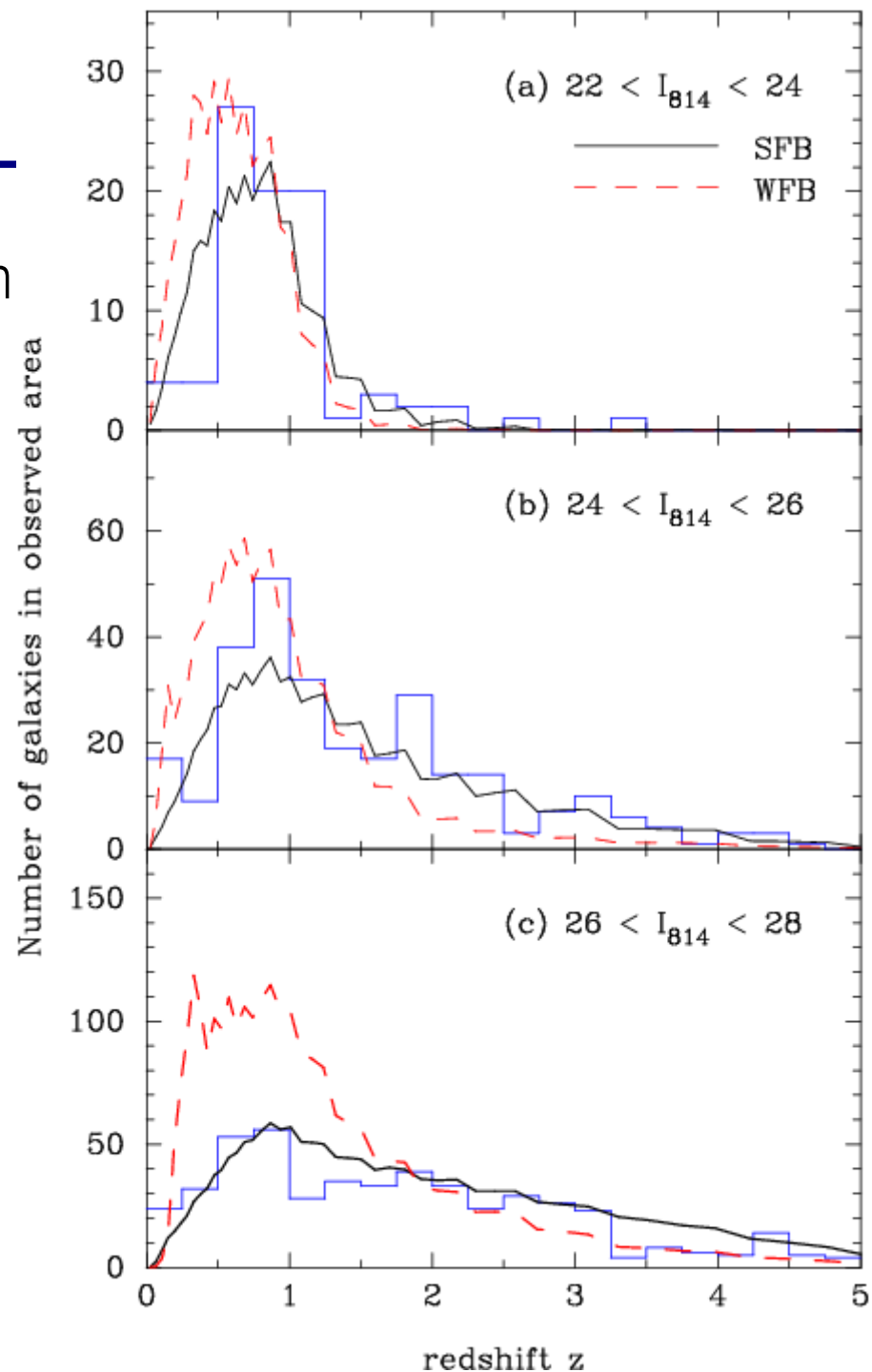
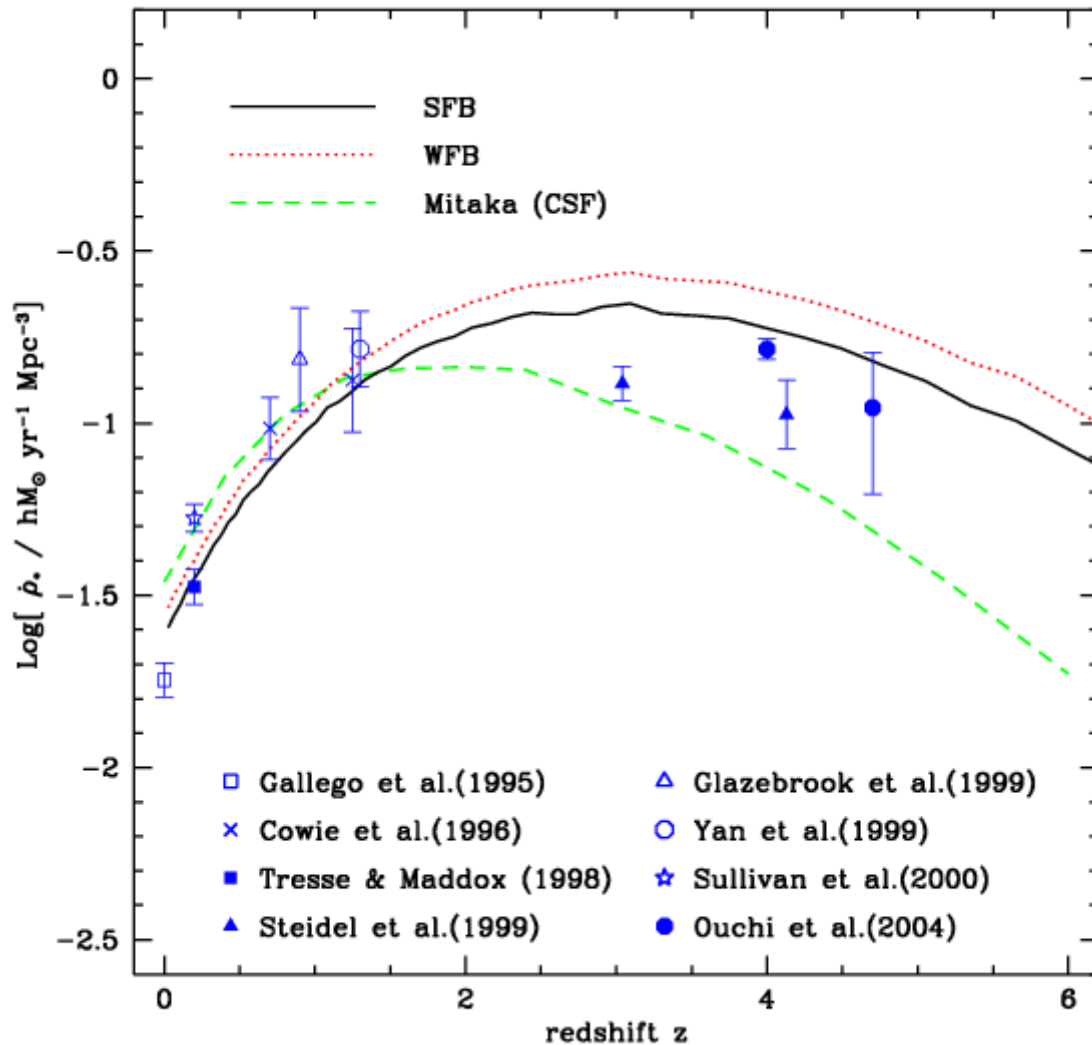


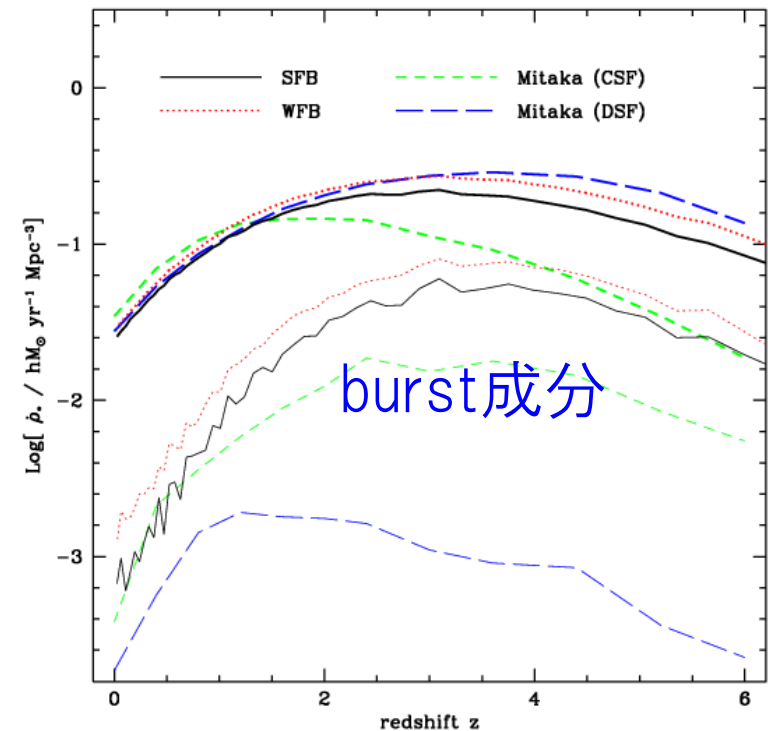
Fig. 2.— The comparison of the luminosity functions for LBGs at $z \sim 4$ (upper panel) and $z \sim 5$ (lower panel) between SDF observation by Yoshida et al. (2005) (red solid circles with error bars) and the predictions of ν GC (blue lines). The solid lines denote the luminosity functions of COL-selected ν GC LBG samples, while the dotted lines are those of SF-selected ν GC LBG samples.



Cosmic Star Formation History



CDM構造形成に基づけば、
 どうやってもまあ
 大体再現する



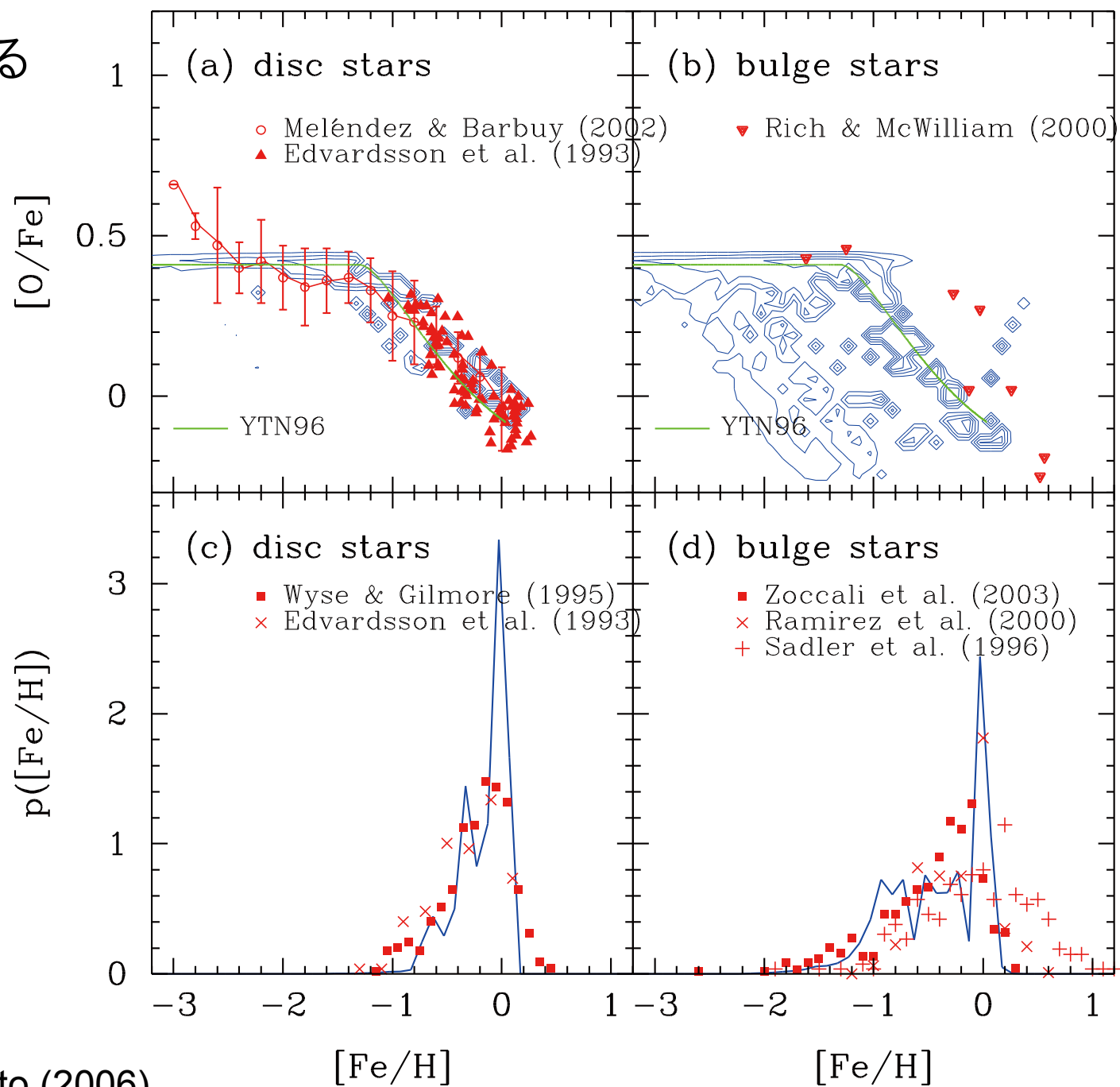
high- z では burst からの SFR が増える
 →SN rate, GRB rate などとの関係？

焦点

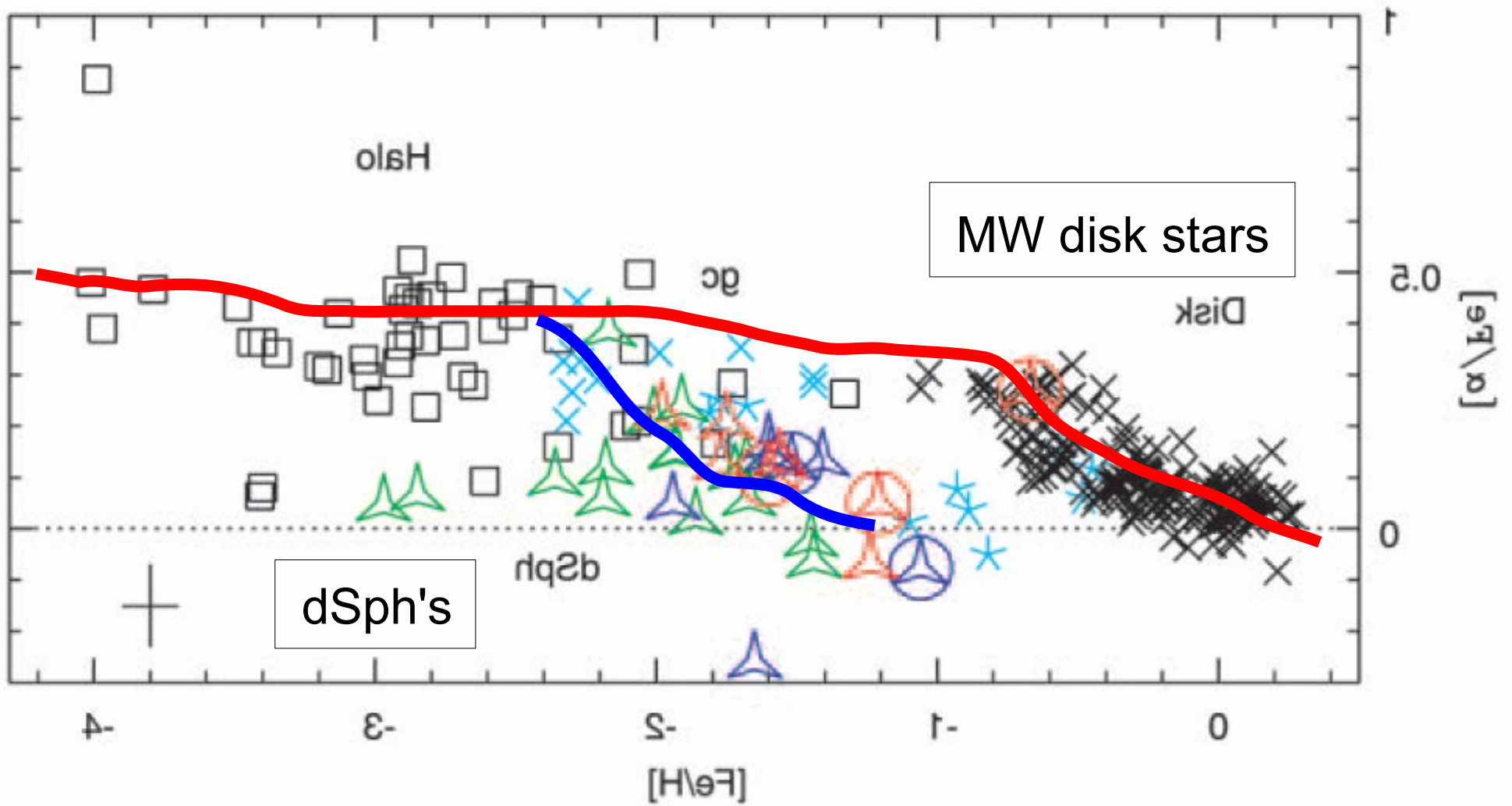
- 重元素の取り扱い
- Damped Ly α systems
 - ガス・星形成をどう扱うか？
 - microscopic view of galaxy formation
- down sizing
 - AGN feedback はどう入れるべきか？
 - その他の加熱プロセス？
- QSO/AGNの入れ方、LBG/LAE等は榎さん、小林正和さんの講演で。

Evolution of
metal abundances
and IMFs,
and
DLAs

星形成から1.5Gyr
たったらSNIaが爆発する
単純なモデル



dwarf spheroidals

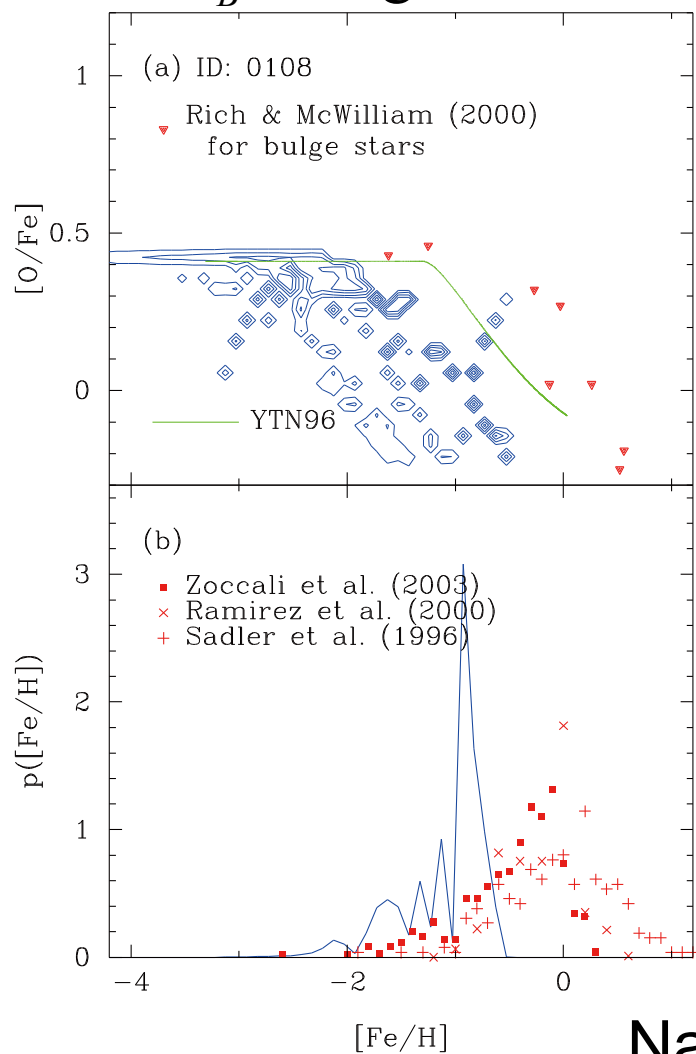


Tolstoy et al. (2003)

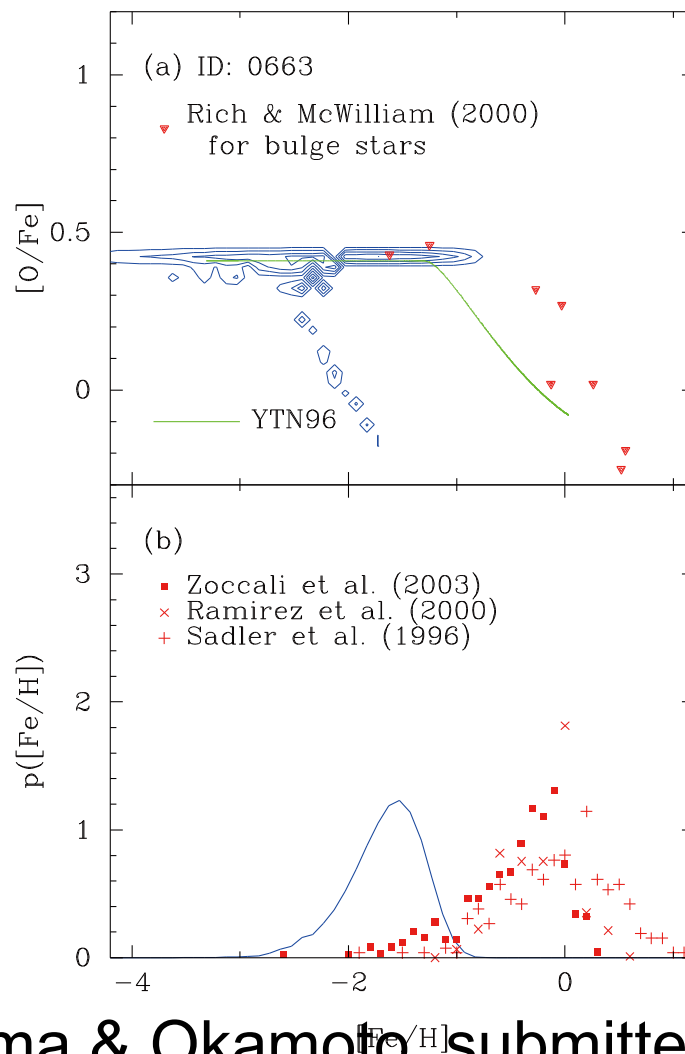
dwarf spheroidal galaxies

SN feedback のため、metal poor なところで折れ曲がる
(SNIaが爆発を始める)

$$M_B - 5 \log h = -15.5$$

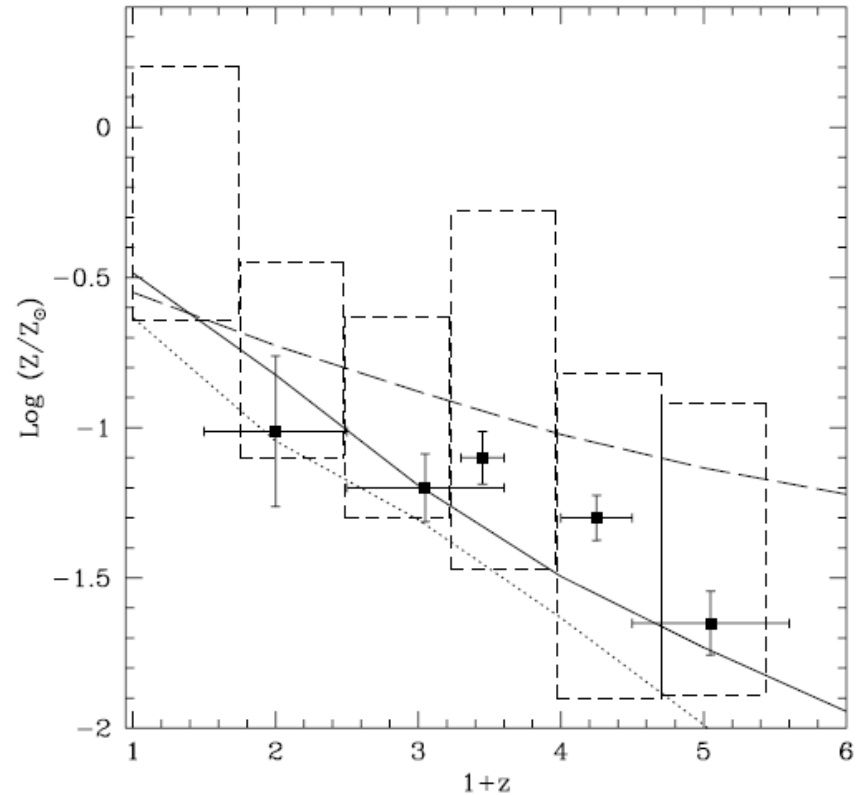
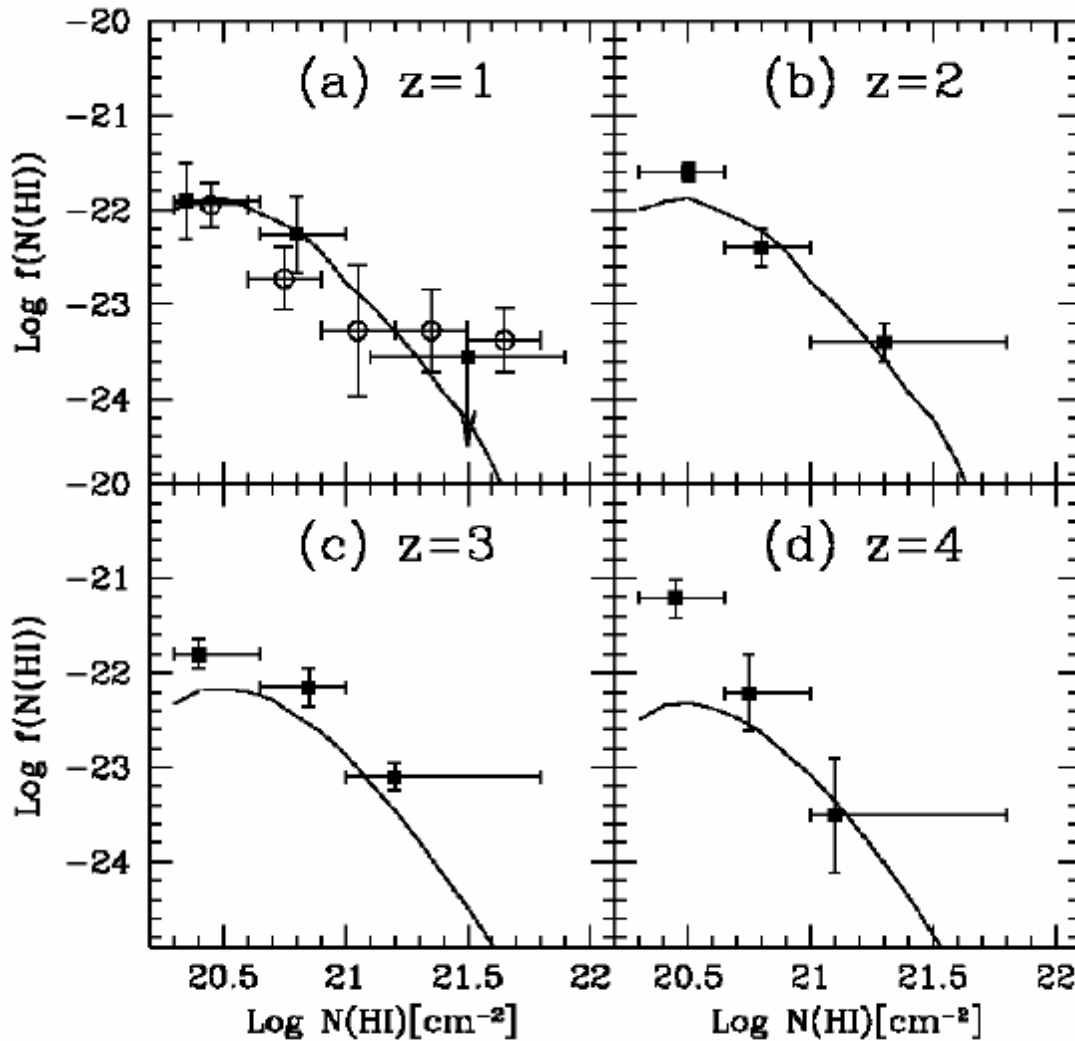


$$M_B - 5 \log h = -13.8$$

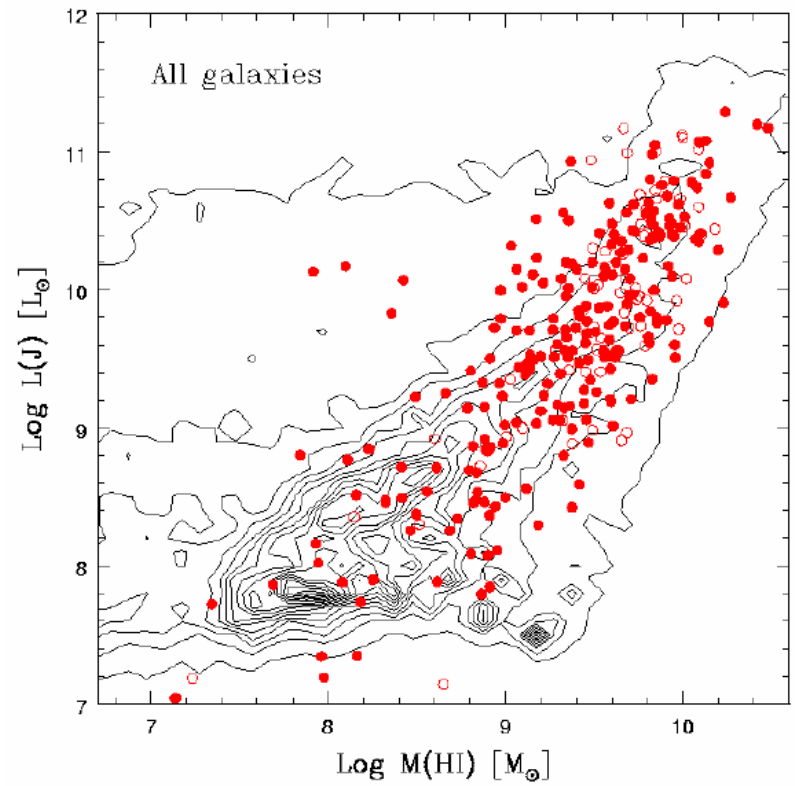
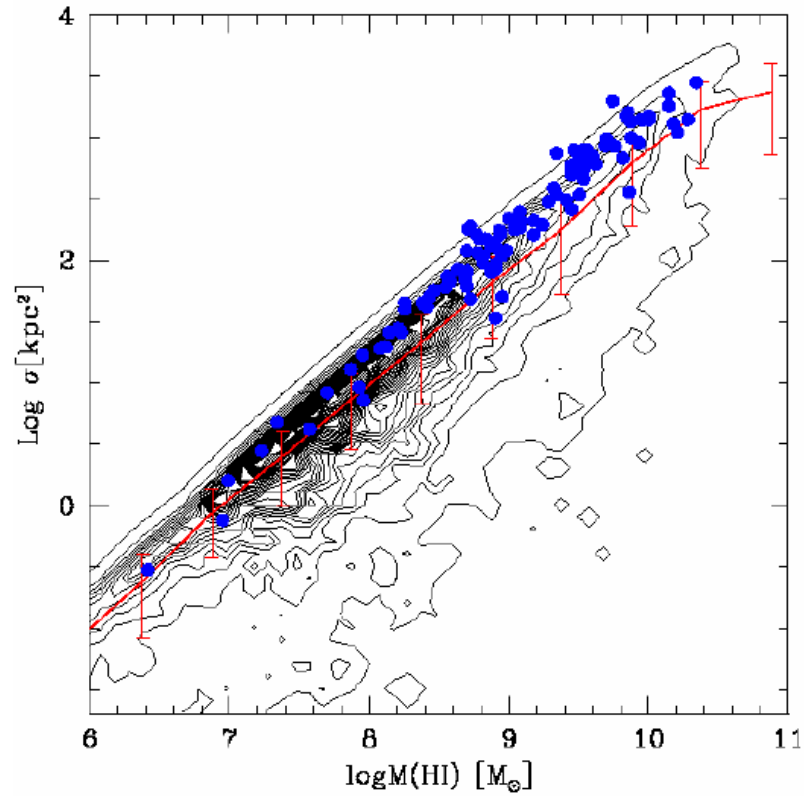


Damped Ly α systems

DLAも大体再現されている
...Lyman limit system???



DLA galaxies



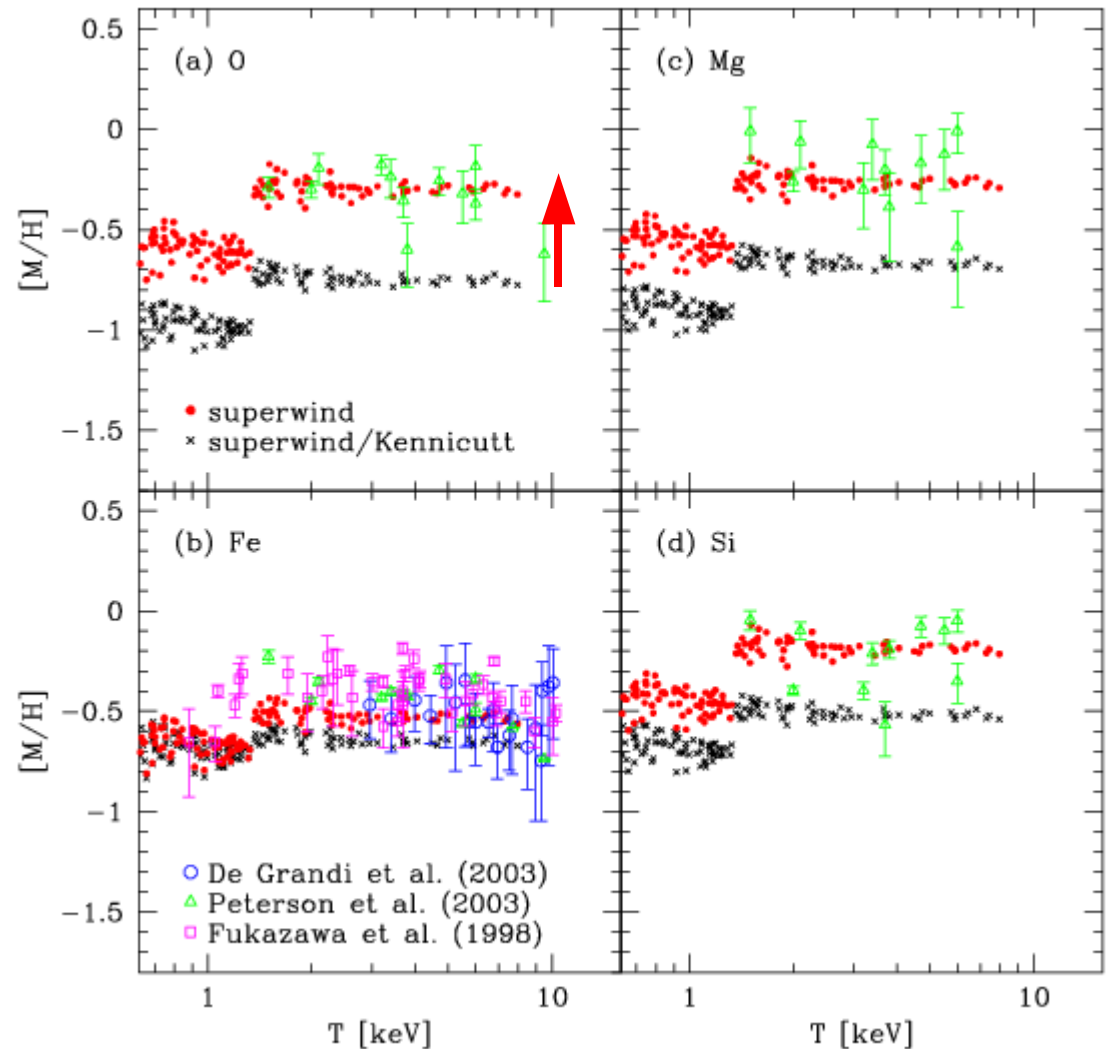
Okoshi & Nagashima, submitted

ICM metal abundances (superwind)

Burst時にtop-heavy IMFを入れることで、
観測を再現
(Durham の GALFORM)

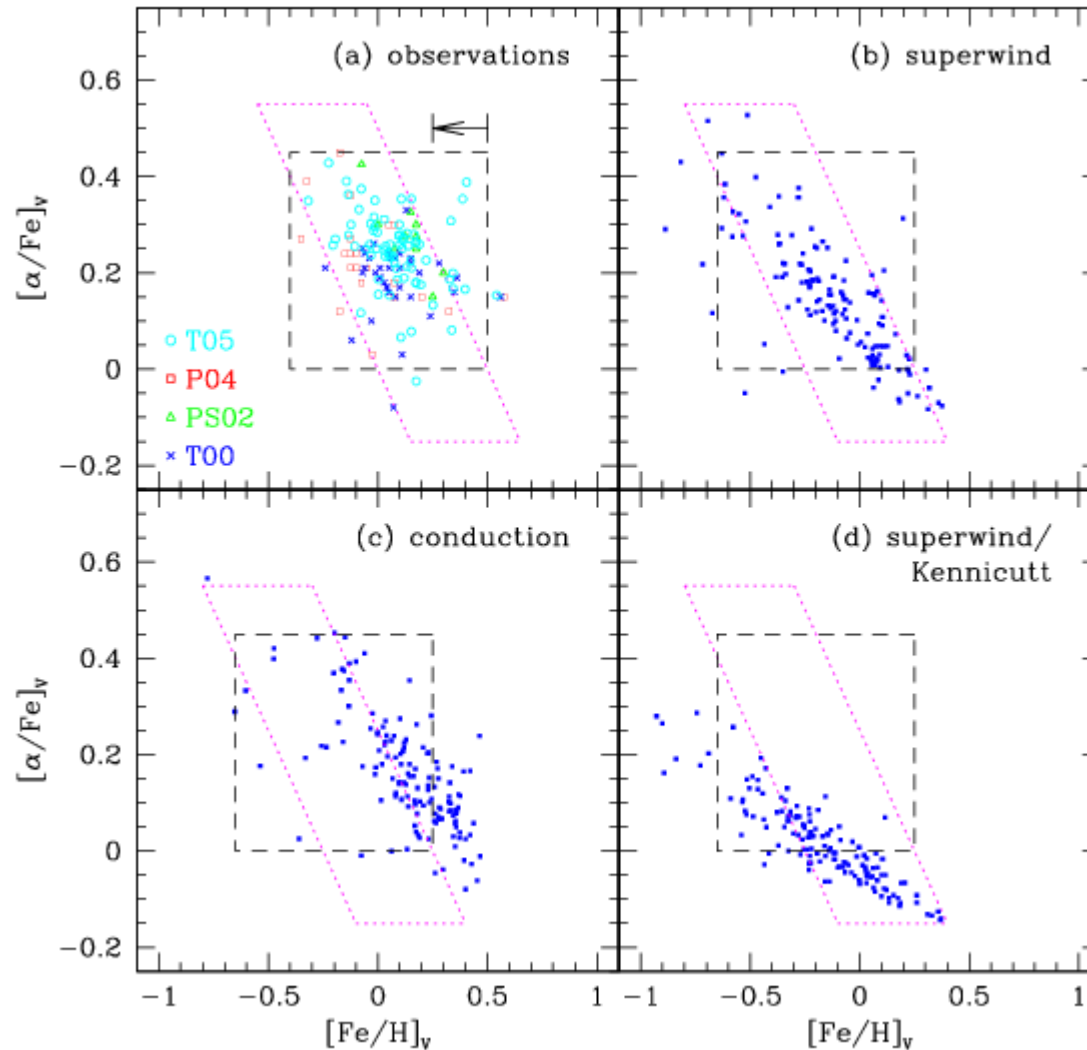
※top-heavy IMFだと
massive stars多い
→重元素が多くなる

観測データは重元素勾配
を補正(中心付近の
metallicityのデータを、
典型的な勾配を仮定し、
全体での平均値に補正)



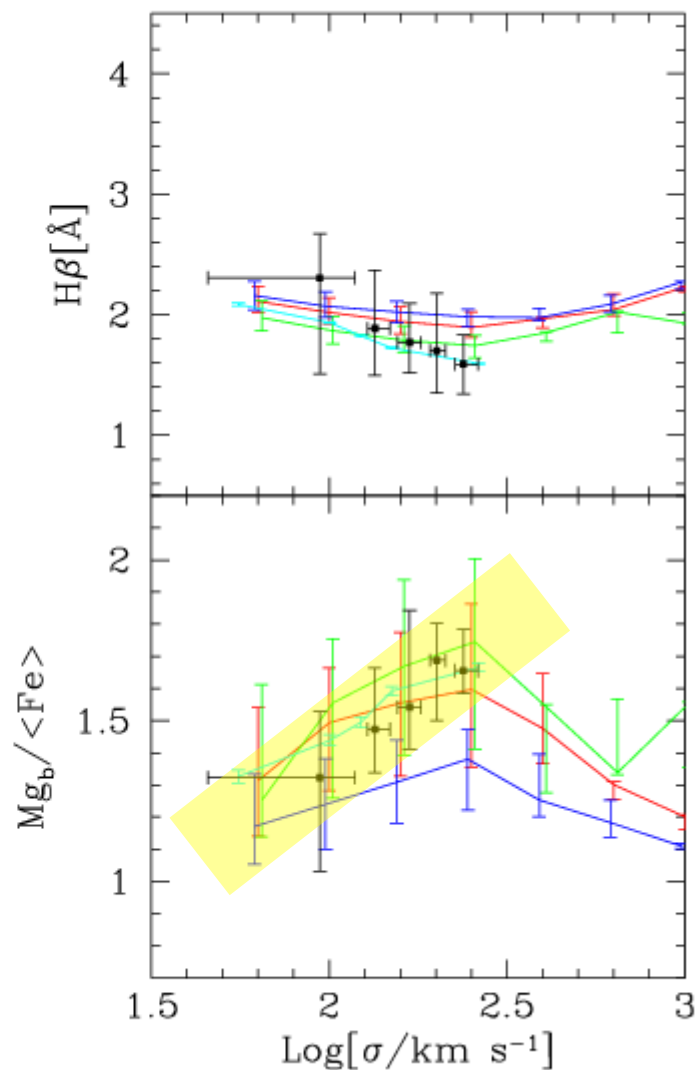
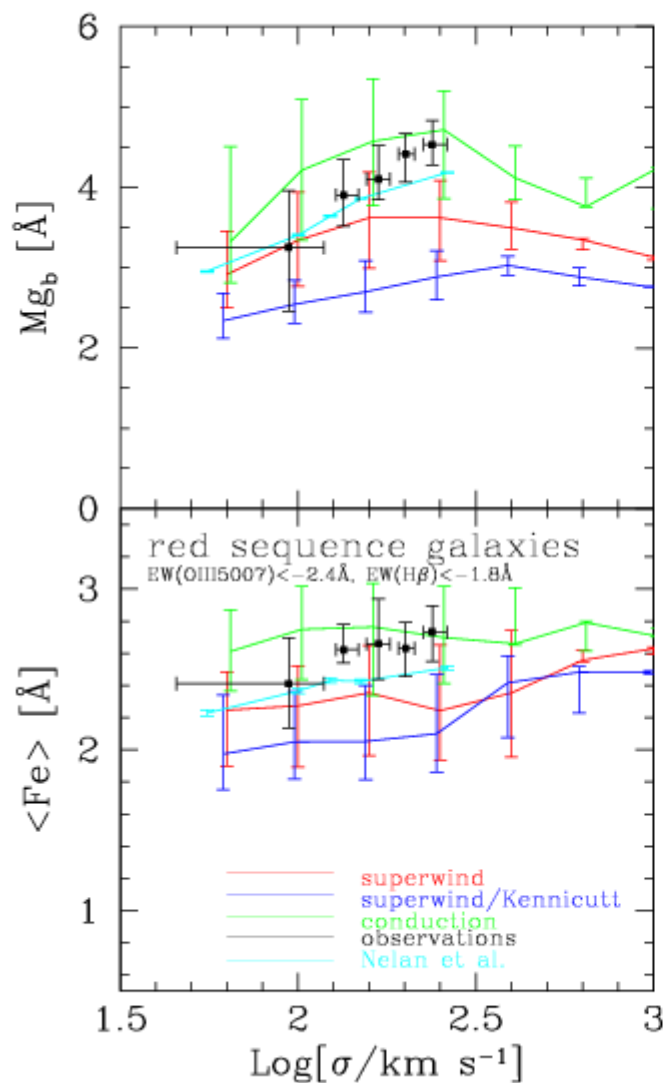
$[\alpha/\text{Fe}]_v$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]_v$ in ellipticals

- 明らかに「top-heavy IMF なし」は合わない



Lick indices の直接計算

なるべく direct に観測量を計算する→データ解釈の不定性をなくす



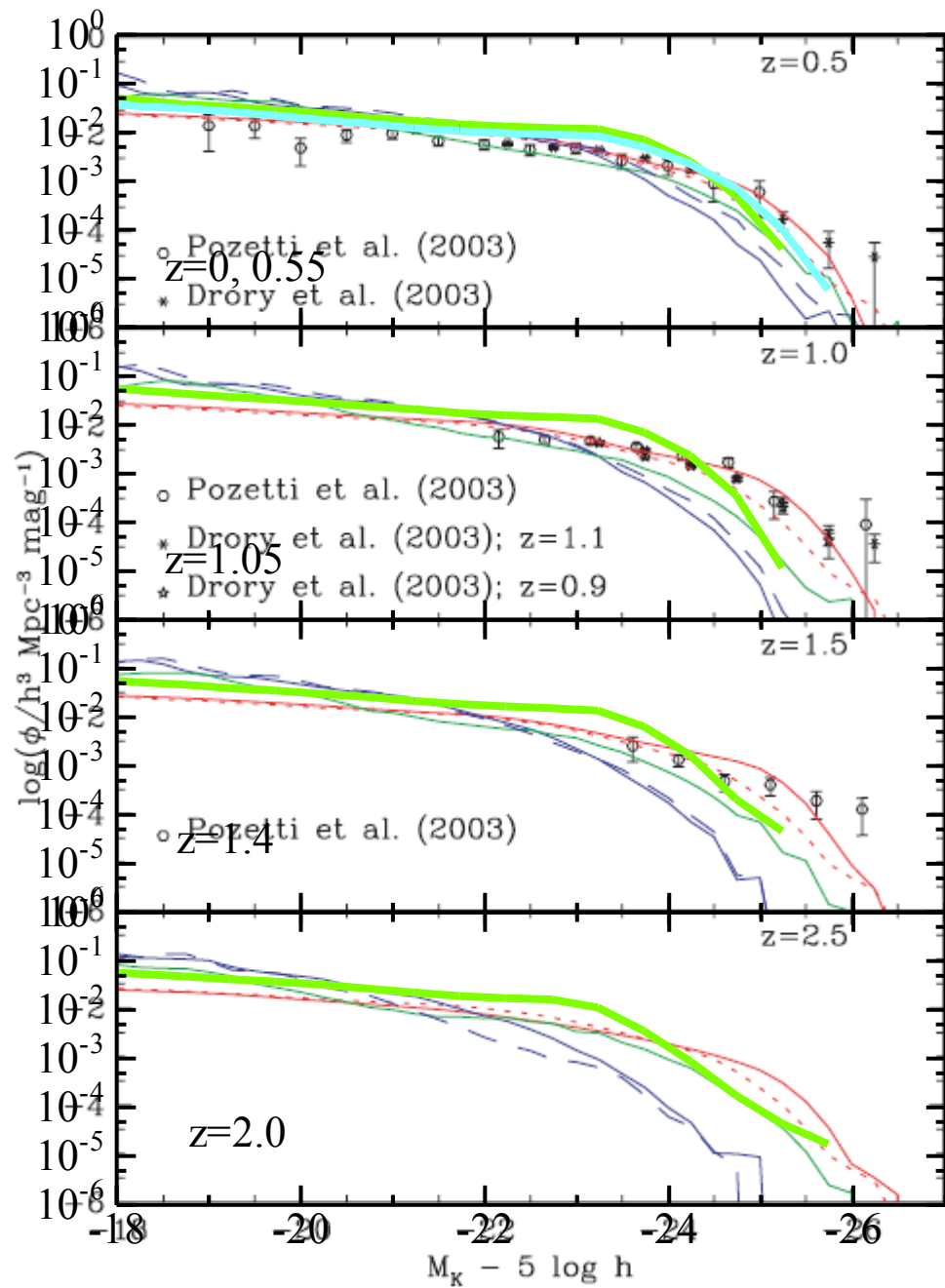
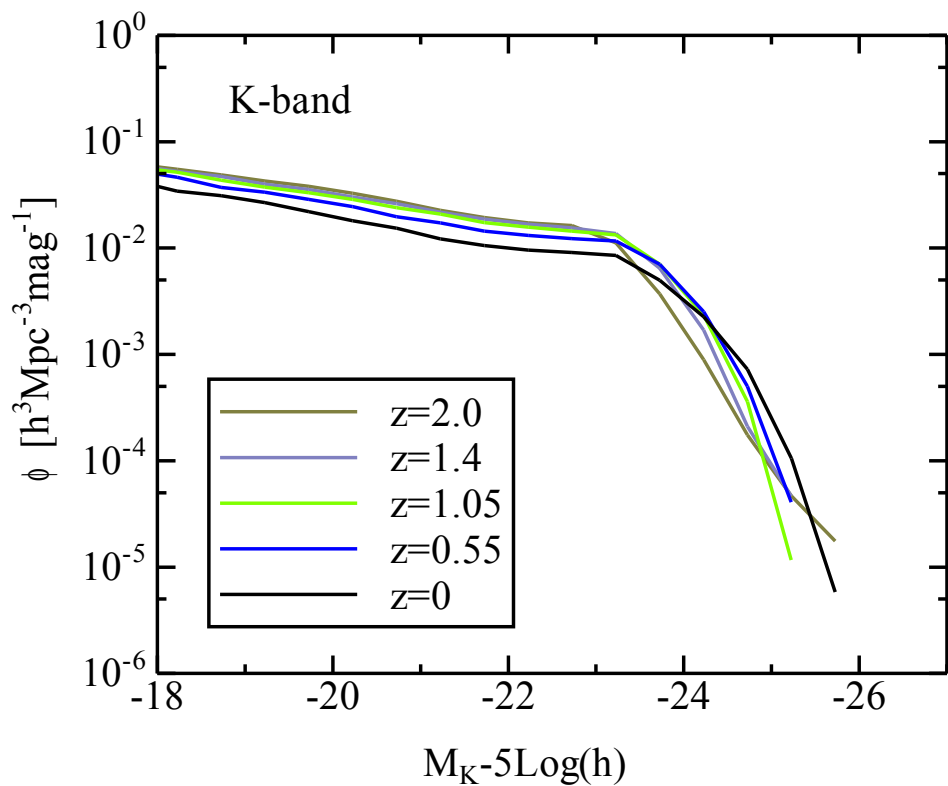
IMFs and metals

- IMFの問題を避けて通るわけにはいかなくなりつつある
- もし、disk star formation と starburst という二通りの異なる星形成モードにおいてIMFが異なるということが reasonable ならば、high- z では burst が増えると予想されるため、typical な IMF が現在と異なる
- luminosity から質量などに焼きなおす際に注意が必要
- 本研究会で、このあと化学進化の詳細についての講演があるが、現状はそれ以前の段階

down sizing

(and AGN feedback;
AGN activity により
Gas Cooling を止める)

rest-frame K-band LFs
 →あまり進化しない

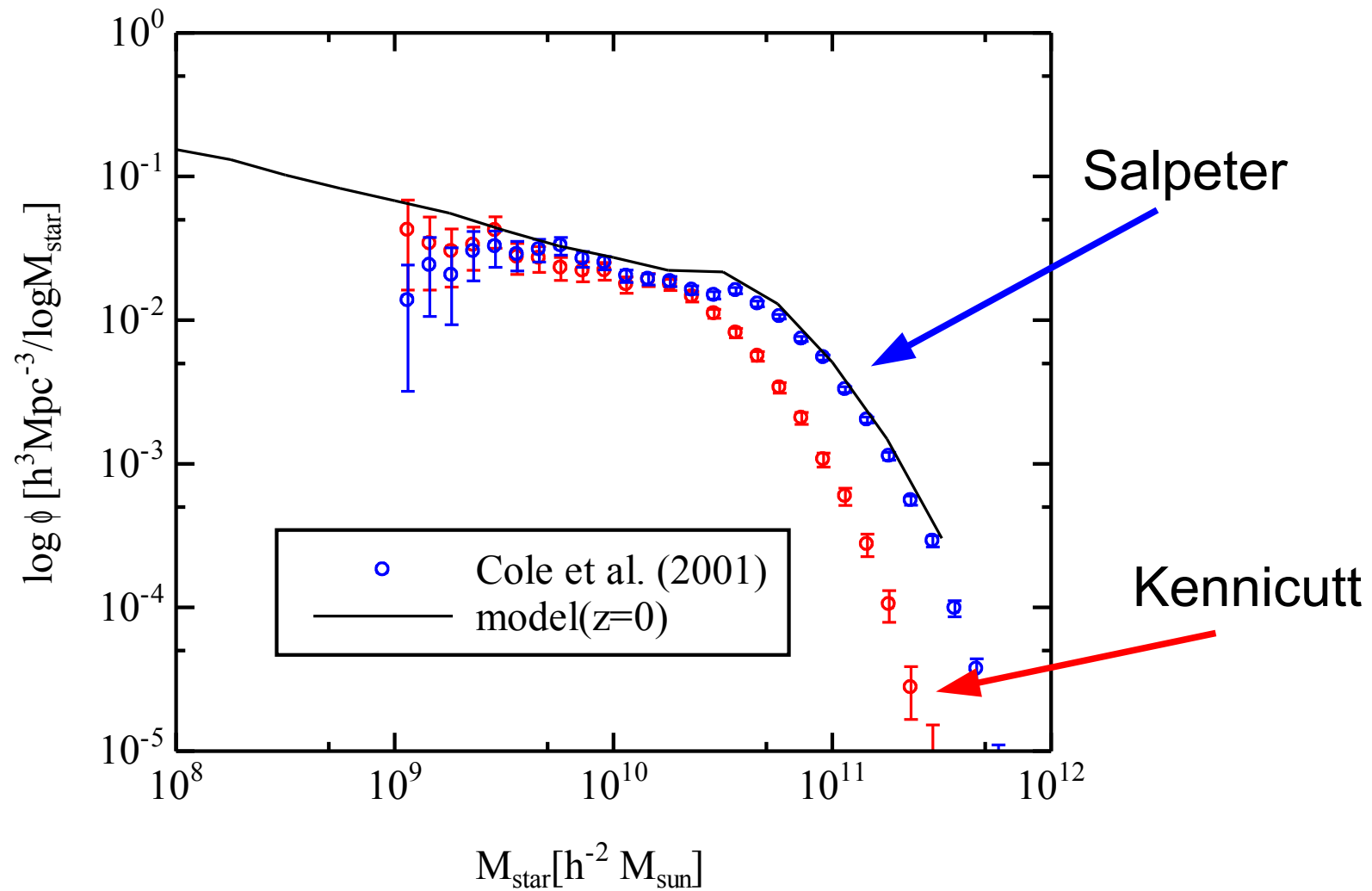


大丸公平(卒論)より

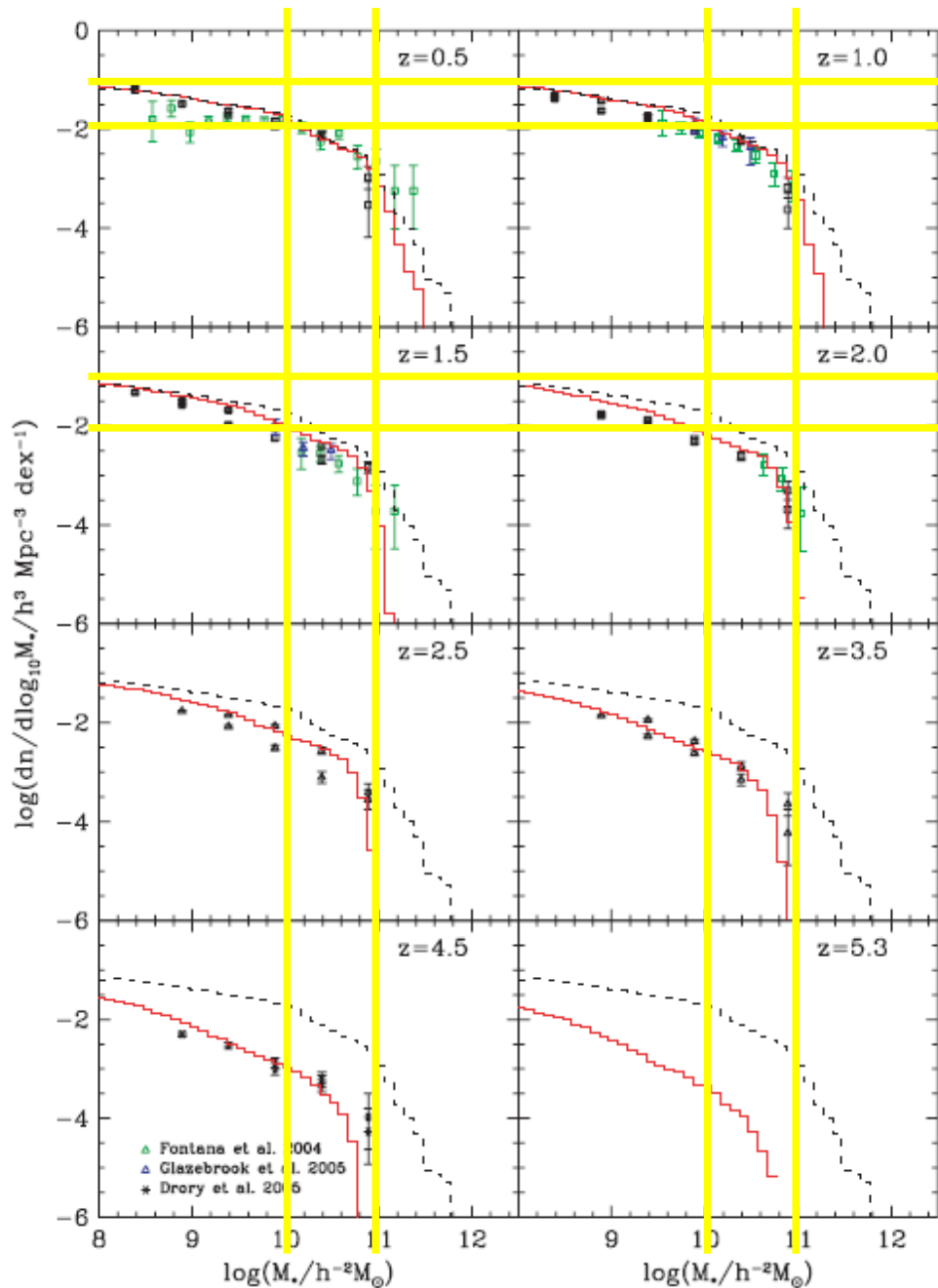
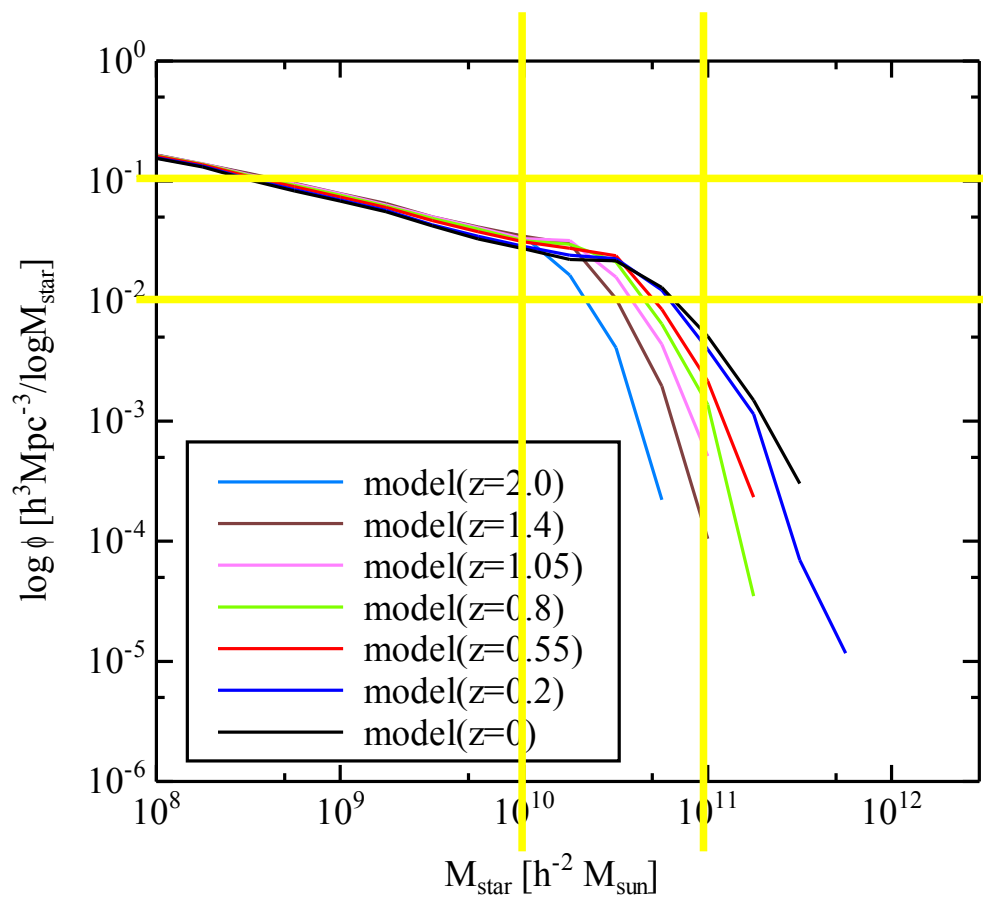
AGN feedback がウリ→

Bower et al.(2006)

仮定したIMFでこれだけ結果が変わる！ (z=0)
ましてやhigh-zにおいておや…

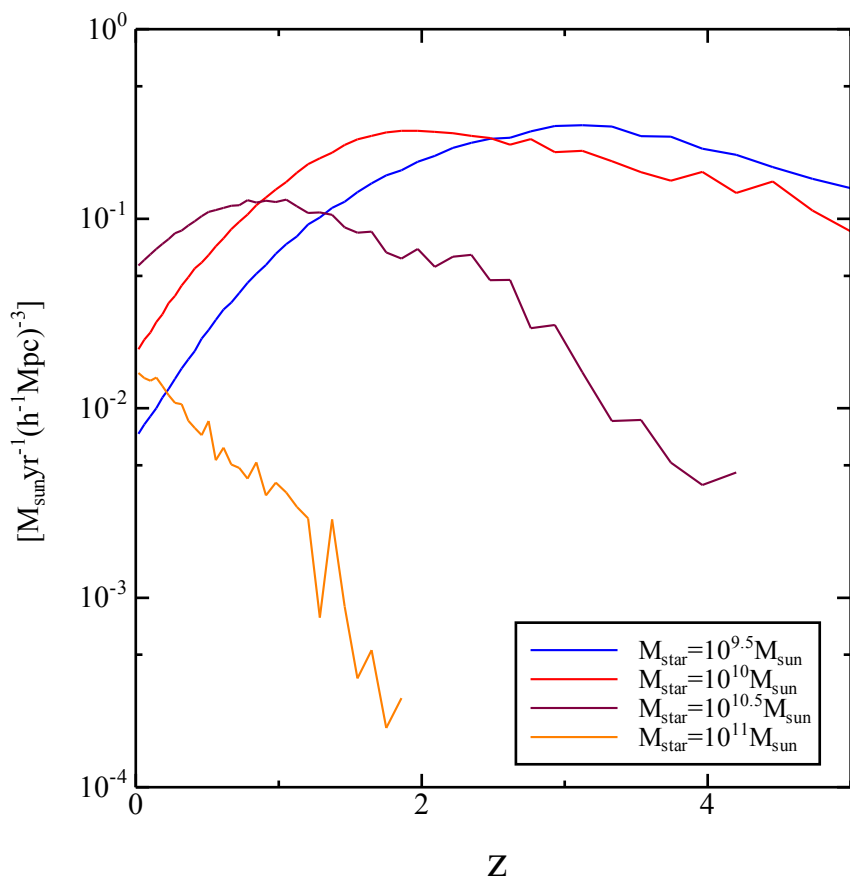


IMFが変われば解釈も変わる

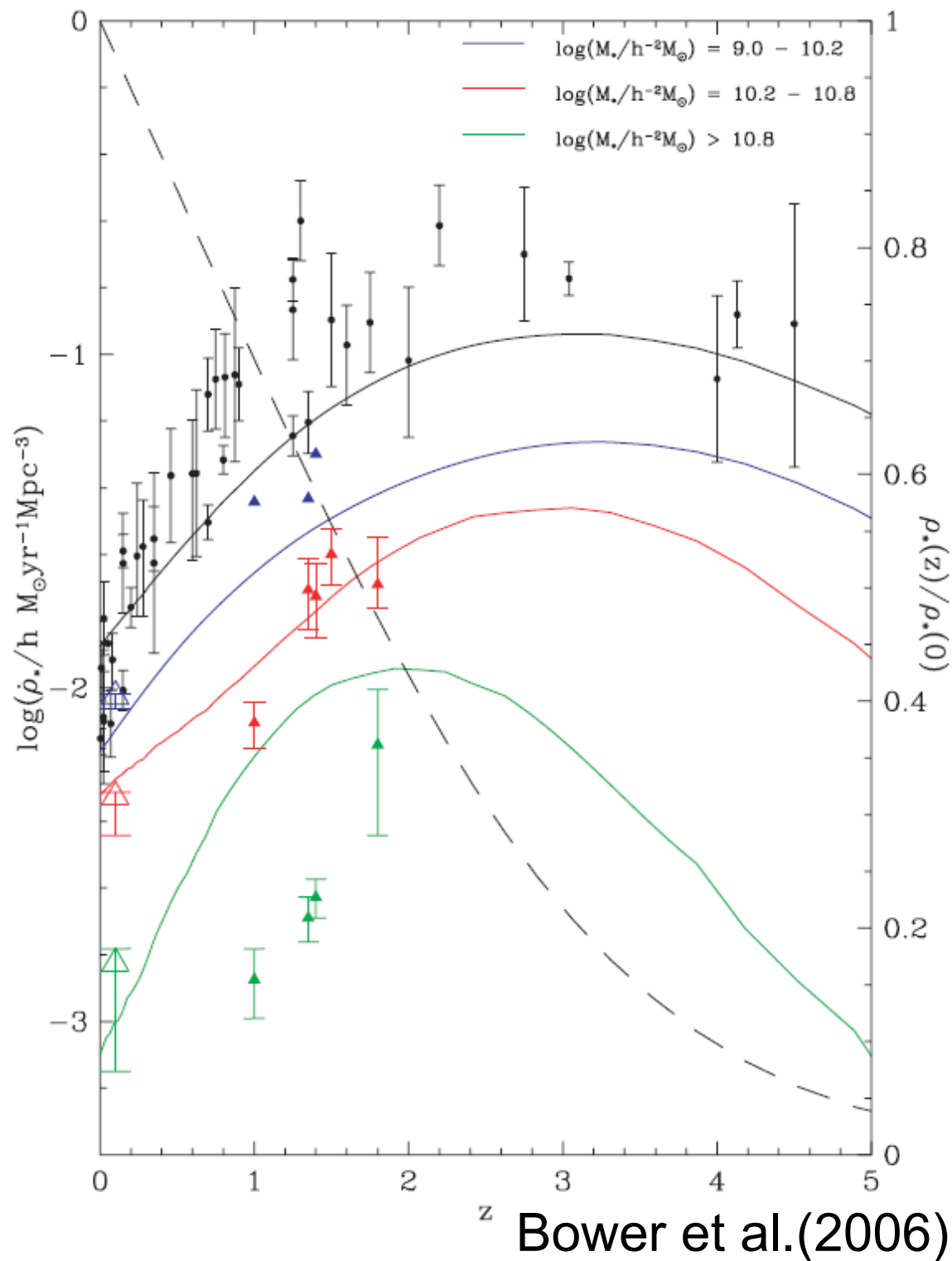


SFR density
massive galaxies の
典型的な星形成の時期が
モデルでは遅すぎる？

しかしこれもIMFの影響あるはず



大丸公平(卒論)より



Bower et al.(2006)

specific SFR

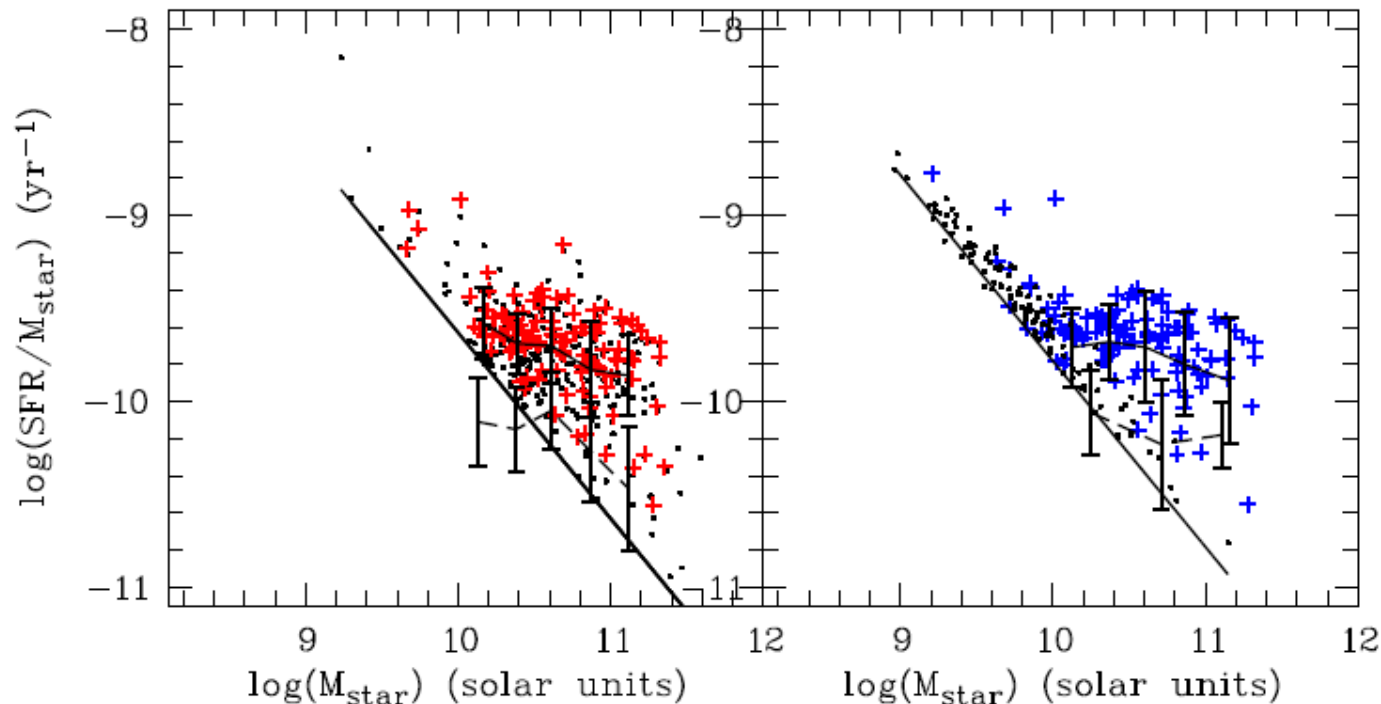


Fig. 3. SSFR versus stellar masses. Left panel: IR selection, the $z=0.7$ galaxies detected at $24\ \mu\text{m}$ and in UV are plotted with red crosses, the galaxies only detected at $24\ \mu\text{m}$ with dots. The solid line with error bars ($1\ \sigma$) is the result of the volume average at $z=0.7$, the dashed line the volume average at $z=0$. The diagonal line represents the detection limit at $z=0.7$. Right panel: Same plot for the UV selection. At $z=0.7$ galaxies detected at $24\ \mu\text{m}$ and in UV are plotted with blue crosses, the galaxies only detected at UV with black crosses, the lines are defined in the same way as for the IR selection. Adopting $\eta=0$ instead of $\eta=0$ at $z=0.7$ would shift all the data at $z=0.7$ by -0.15 dex along the vertical axis

一点鎖線：
Millenium
破線：
vGC

しかし、モデルでも、
massive 銀河ほど
比星形成率が低いという
傾向は出ている

観測データの解釈も含め、
色々と考え直さないと
いけないのではないか？

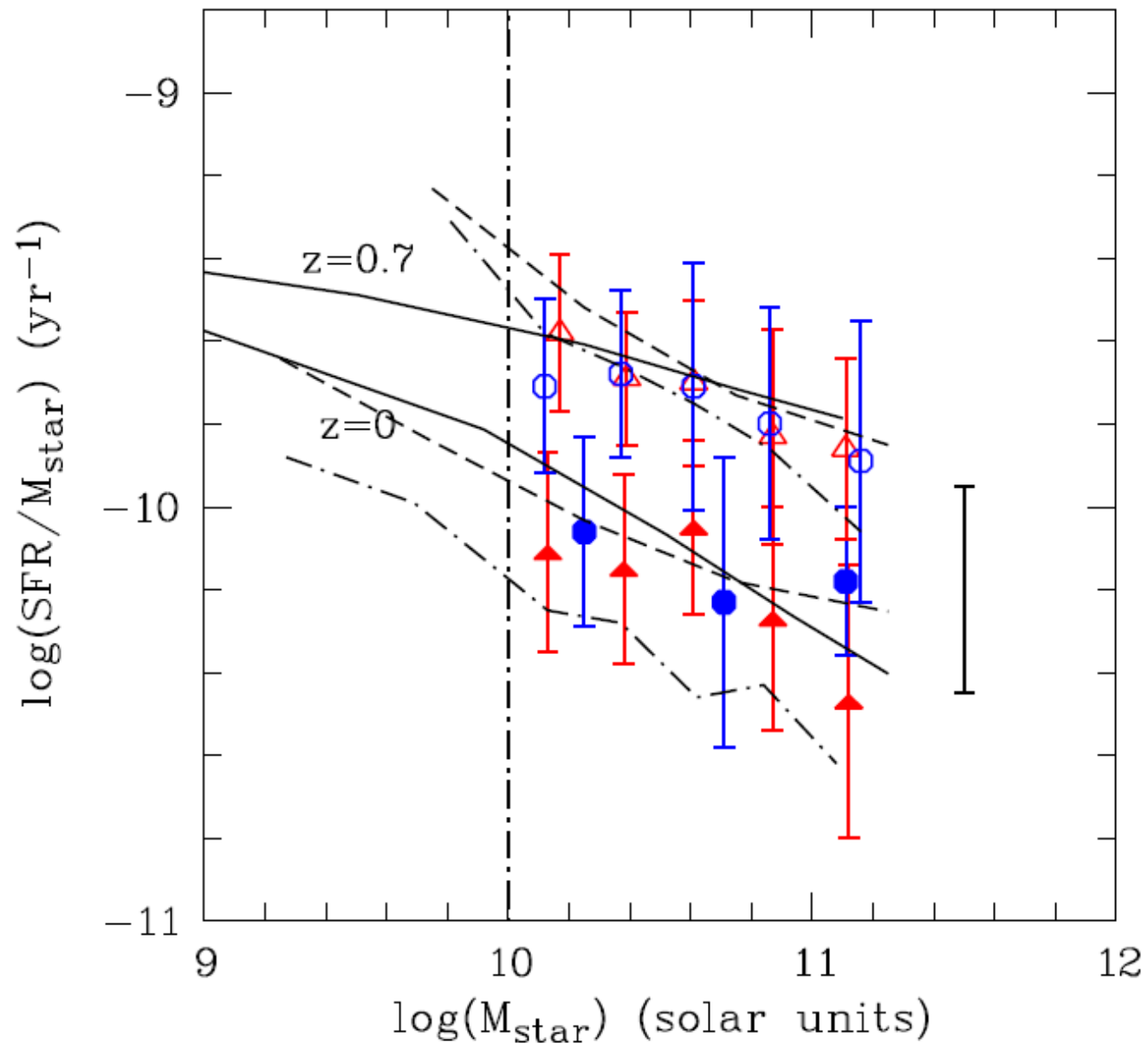
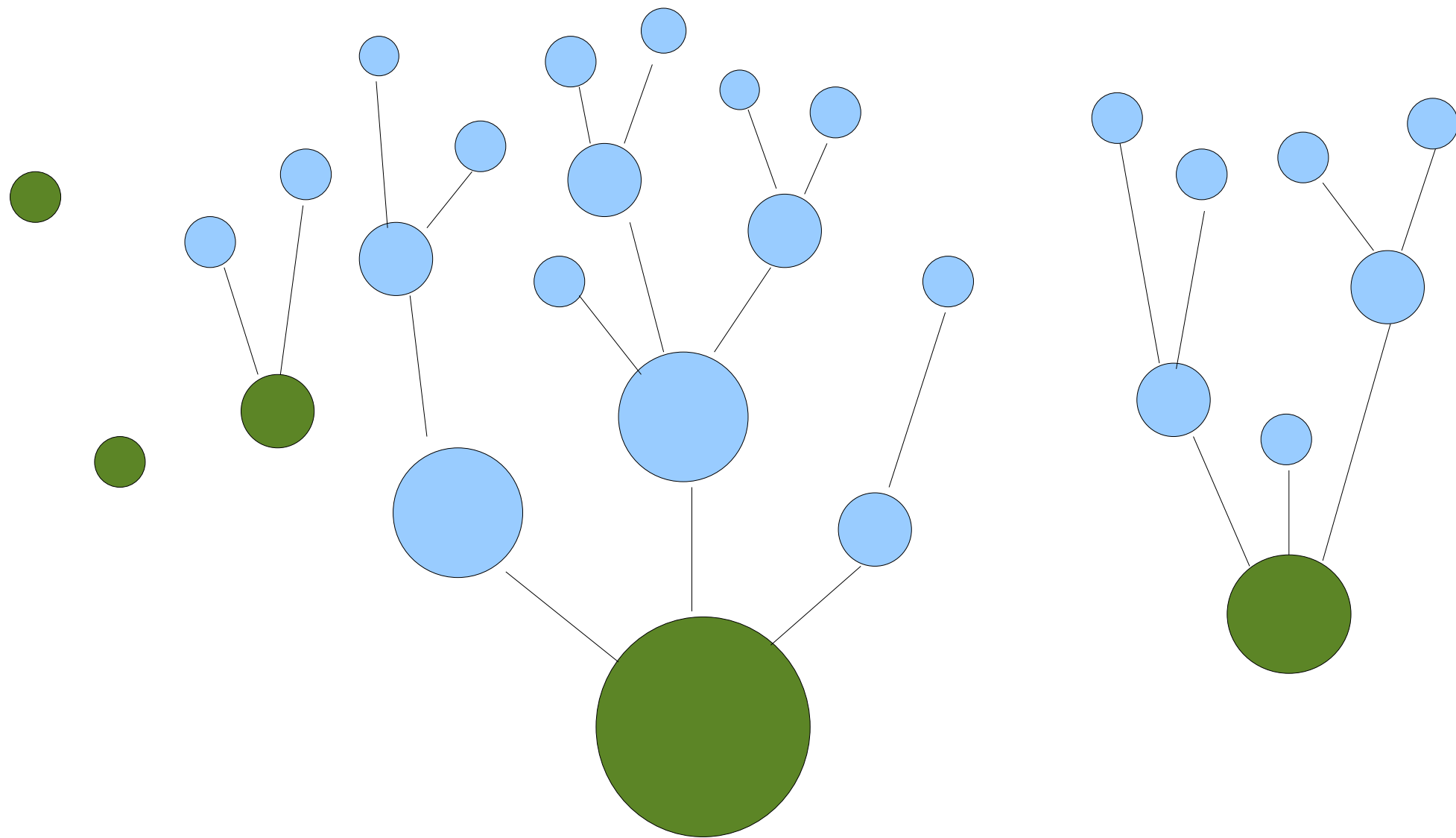


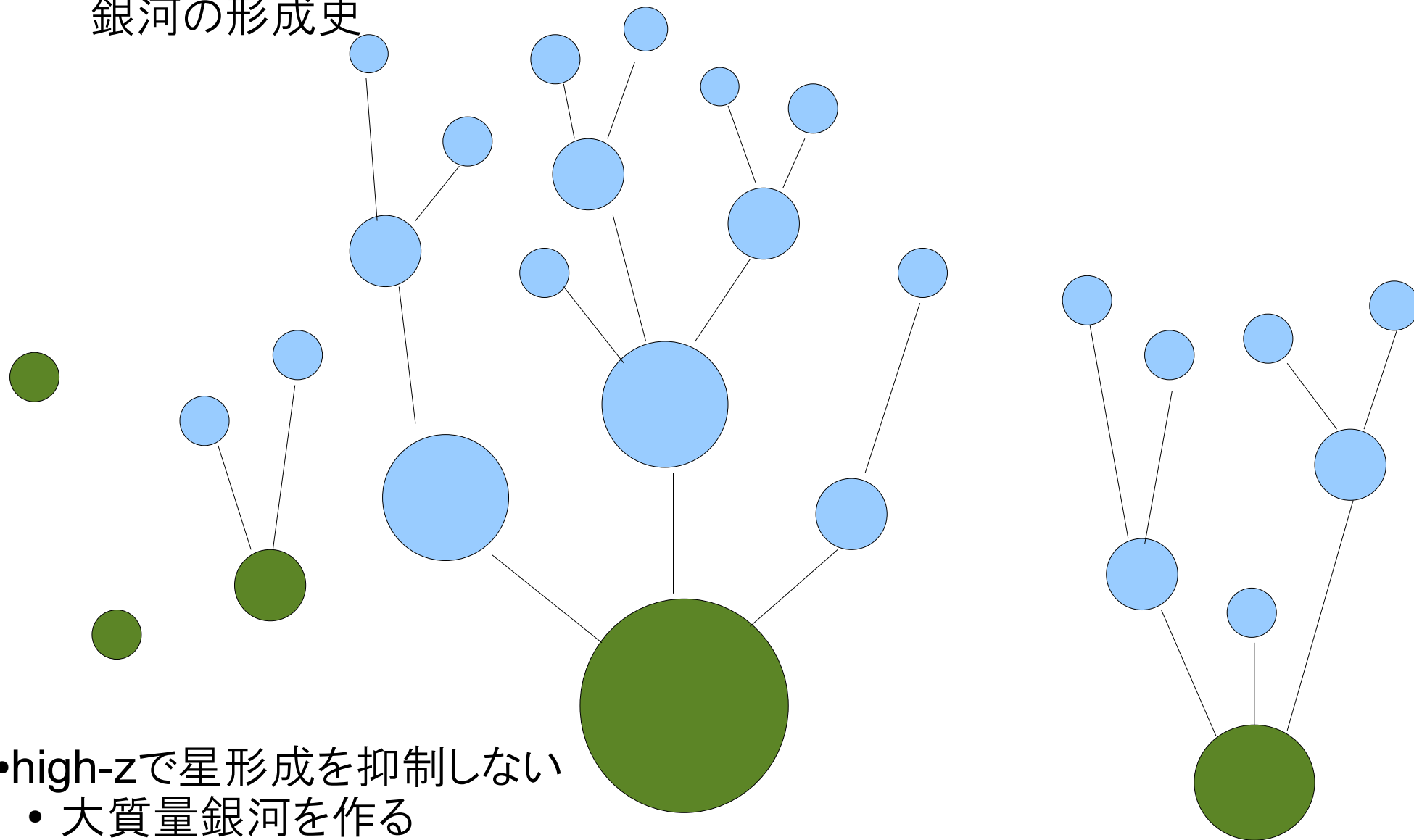
Fig. 7. Predictions of the Millennium model at $z=0.7$ and $z=0$ (dot-dashed lines) and of the numerical catalog of Nagashima et al. (2005) (dashed lines). All the other lines and symbols are the same as in Fig 6. The mean error bar (1σ) is indicated on the right side of the panel

Buat et al., in press

銀河の形成史



銀河の形成史

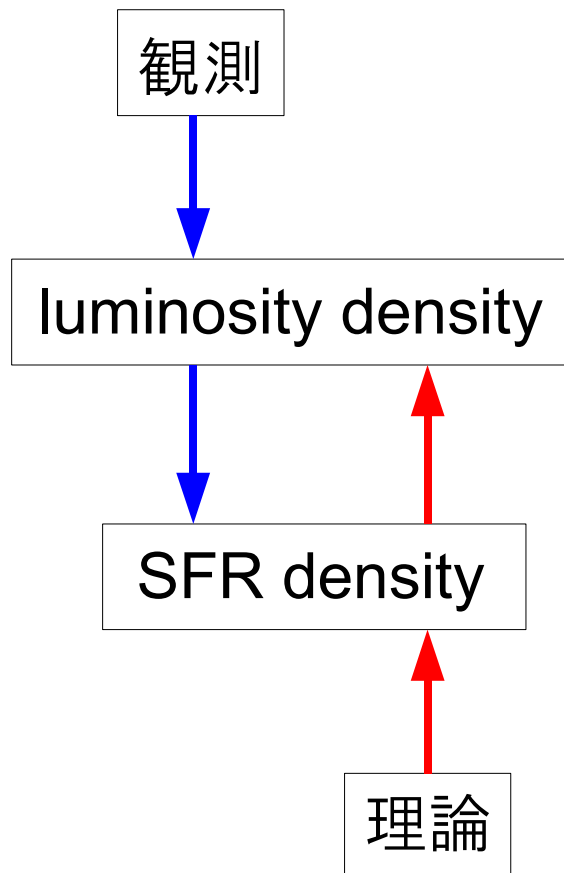


- high- z で星形成を抑制しない
 - 大質量銀河を作る
- low- z で星形成を抑制する
 - 大ハローでも、小ハローでも

どんなプロセスならば可能なのか？ AGN feedbackで本当に可能か？

IMFの不定性をクリアするには

- SFR density だけではなく、luminosity density でどうなっているかも示したほうが良いのではないか？



- 複数のレベルで比較しチェックできる
- モデルはluminosityでキャリブレーションされている

(e.g. Totani, Yoshii & Sato 1997)

まとめ

- 数値銀河カタログ(ν GC)は誰でも使えます。言っ
てくださればデータを提供します。
- 質量に焼きなおすだけではなく、光度でも出して
欲しい(SFRなども)
- IMFの取り扱いを本気で考えないといけないフェイ
ズになりつつあるようである。
- 化学組成の進化を有効に使うには？大量に蓄積
されたデータの robust な解釈(星形成史の詳細
に依らない)は？
- AGN feedback を入れるべきか？どのようにいれ
るべきか？
- (本当の意味での)星形成とのリンクを今から考え
ておくべき