

# CDM宇宙モデルに基づく 銀河と銀河団の化学進化

長島雅裕(長崎大教育)

Nagashima & Okamoto (2006)

Nagashima & Okamoto (2007, submitted)

Nagashima, Lacey, Baugh, Frenk & Cole (2005a)

銀河団ガス

Nagashima, Lacey, Okamoto, Baugh, Frenk & Cole (2005b)

銀河団銀河

# Introduction

---

- CDM宇宙論の確立
  - 銀河や銀河団などの構造は、階層的に形成
    - hierarchical clustering
- 重元素の生成
  - 銀河で起こる・・・銀河形成モデルが必要
- 階層的な銀河形成モデルの構築の重要性
  - いまままでの単純なモデル(銀河風モデル・降着モデル等)では不十分
- 銀河団ガス
  - 銀河形成と銀河団形成を同時に解く必要
    - 質量のダイナミックレンジ大

# 銀河形成へのアプローチ

---

- 現象論モデル(monolithic collapse models)
  - 観測を理解するための第一段階
- 数値シミュレーション
  - ダイナミクスを解ける(と思われている)
  - resolutionはまだ不十分
    - 銀河団と銀河を同時に解くのは困難
    - そもそもSPH粒子が巨大分子雲程度
  - 星形成／超新星フィードバック等パラメータ含む
- 準解析的モデル
  - ダークハローの形成史はちゃんと解く
  - よくわからない物理過程にはパラメータ導入
  - 高速に計算でき、広いパラメータ空間探査が可能

# Monolithic model による解析

CDM確立前の現象論的モデル

→ Monolithic cloud collapse model

## Traditional Galaxy Evolution Models

→ Monolithic Cloud Collapse Scenario

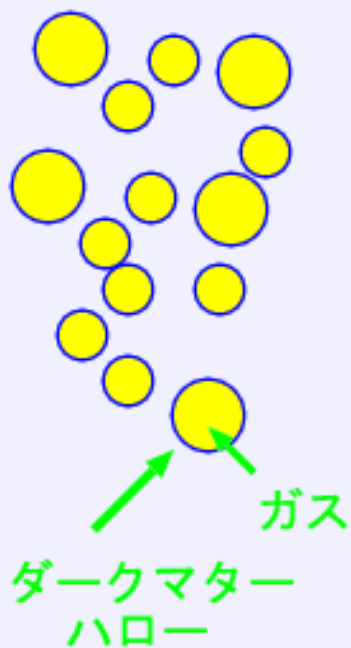


These are only *phenomenological*, but still strong tools *at low redshift*..  
At high redshift? → ***Hierarchical Clustering becomes important!!***

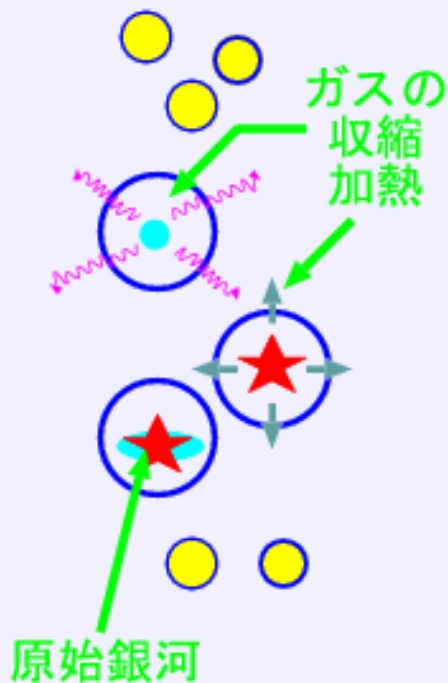
# 階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

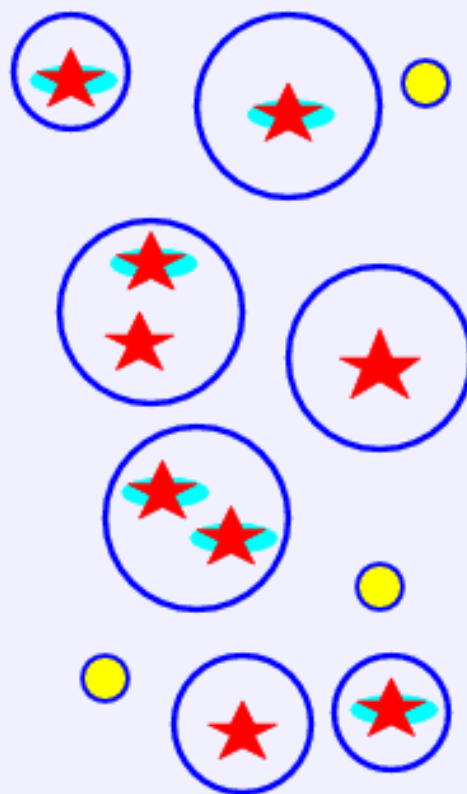
現在



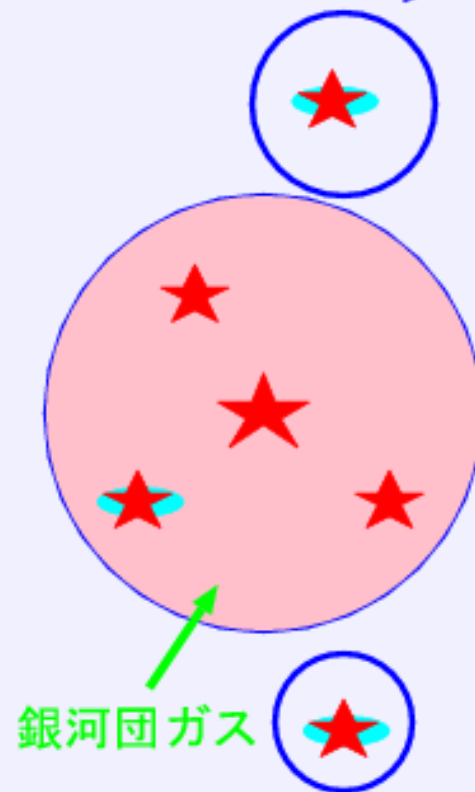
自己重力による  
初期天体の形成



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

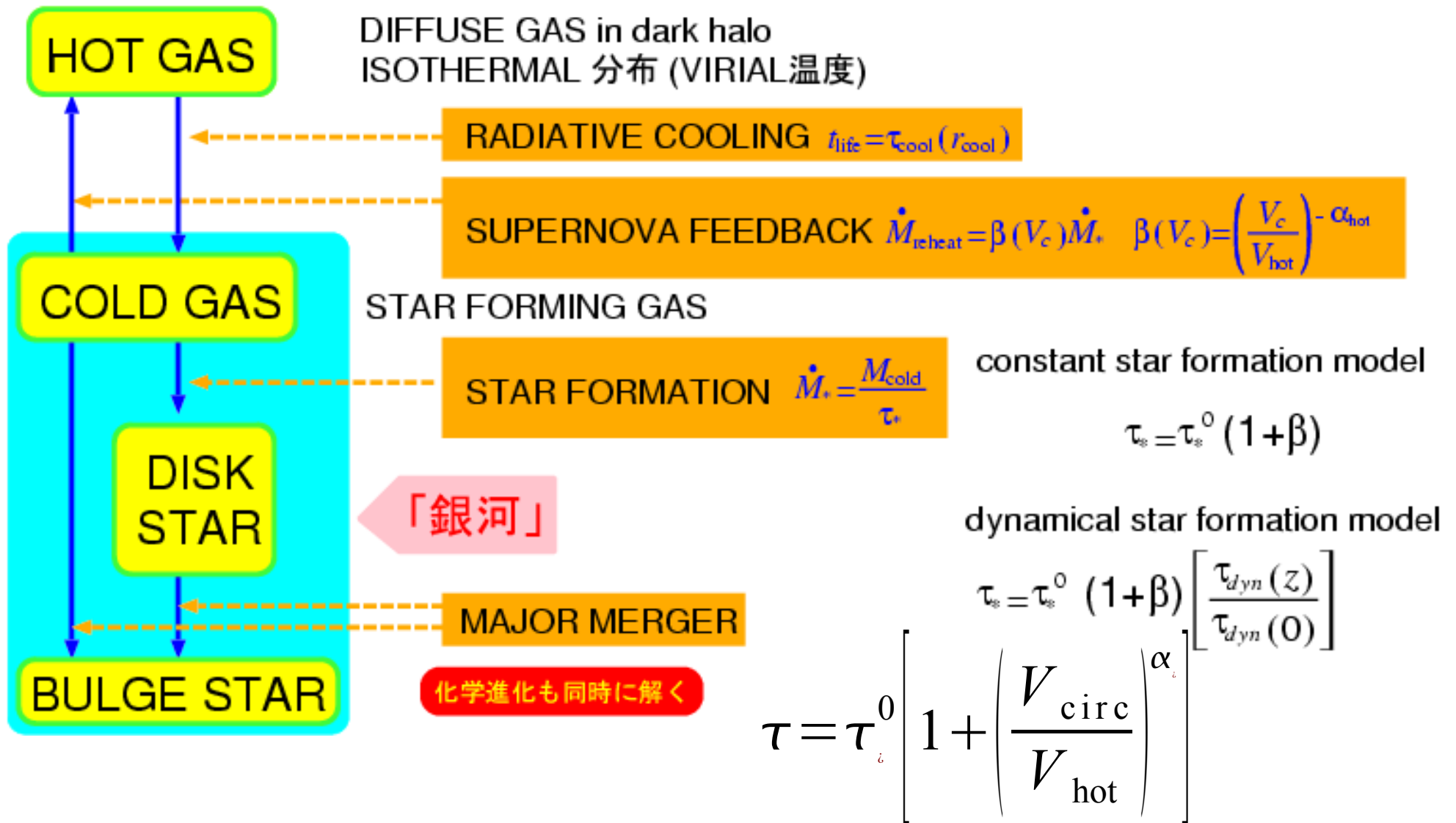
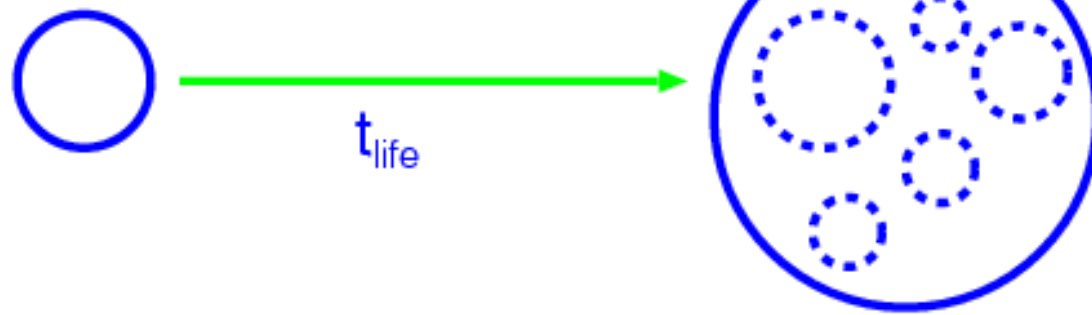


銀河同士の合体



-現在の宇宙-  
銀河団の形成  
我々の銀河の形成

# バリオンガスの進化サイクル

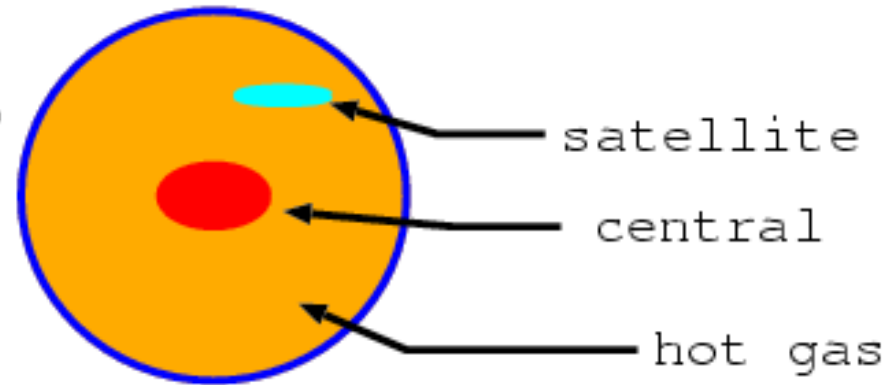


# 銀河同士の合体

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ディスクになる  
(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

# 銀河団ガス(ICM)

---

- 銀河団ガス
  - ダークハローに充満するホットガス( $T_{\text{vir}}$ 程度の)
  - feedback で銀河から放出された、(少し)enrich されたガス
- 全重元素 = 重元素(星) + (銀河ガス) + (銀河団ガス)
- 銀河団ガスは銀河に対して相補的なプローブ
- ここでは Durham大が開発している準解析的モデル(GALFORM)を用いる。
  - SNIa は IMF と整合的な寿命の分布を持つ。
  - **diskでの星形成**: Kennicutt IMF (Salpeter 的)
  - **bulgeでの星形成(starburst)**: top heavy ( $x=0$ )



# Initial Mass Function (IMF)

---

- 太陽近傍のIMF: 観測からかなりよく制限されている

$$dN / d \ln M \propto M^{-x}$$

x=1.35 Salpeter  
x=1.5 Kennicutt  
x=1.7 Kroupa

- 準解析的モデルでも bottom-heavy IMF が良さそう

- しかし、

- starburst 銀河 M82 の観測は  $x \sim 0.6$  を示唆

- (重元素量 及び 小M/L より)

- ICM の重元素比は  $\alpha$ -enhanced であり、Salpeter 的 IMF では再現できない

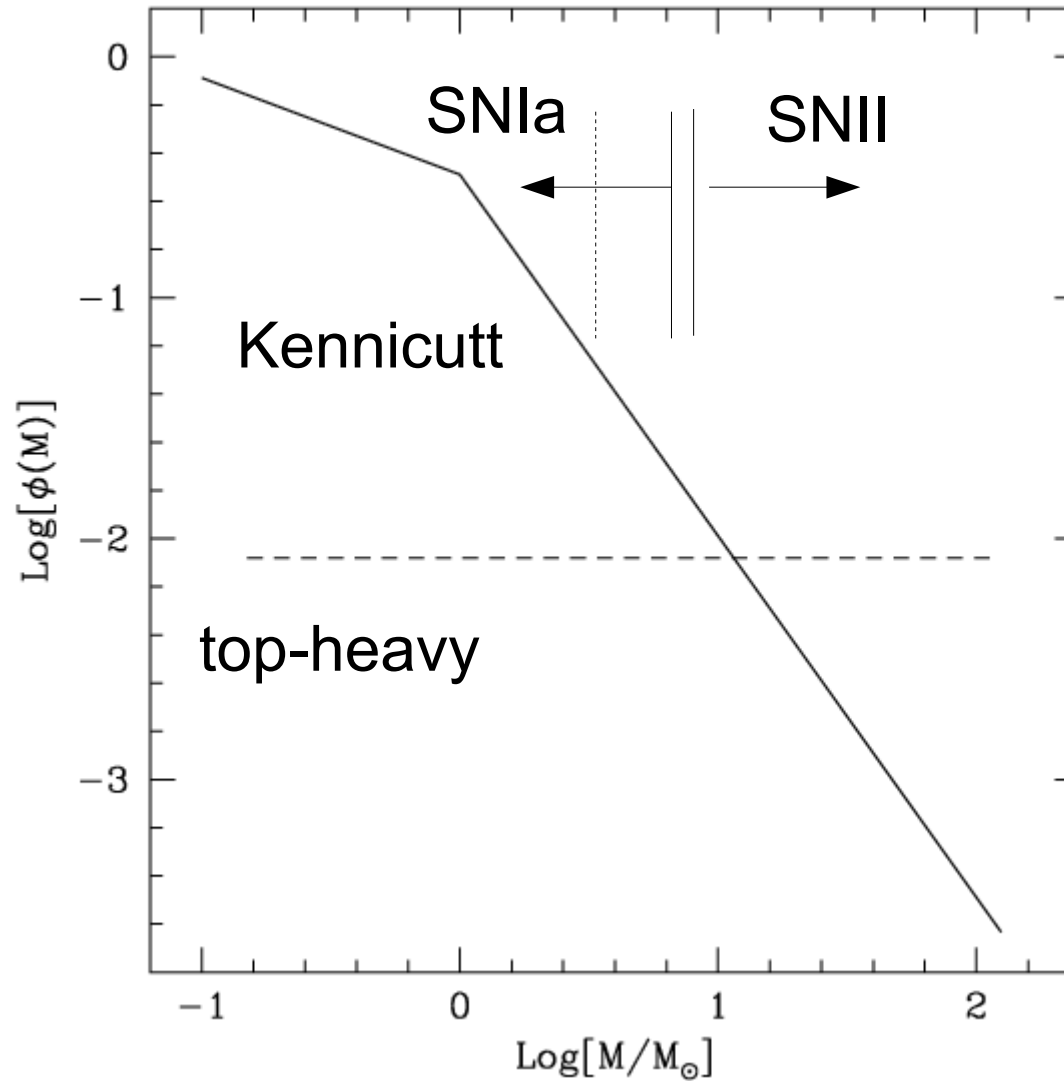
- 銀河団に多く含まれる楕円銀河の photometric な性質からは  $x \sim 1$

# Two types of IMFs

---

- 準解析的モデルでは2つの星形成モード
  - disk での(ゆっくりとした)星形成(数Gyr)
  - major merger による starburst( $\sim 0.1$  Gyr)
- それぞれで IMF を変えて調べる
  - Kennicutt IMF for disk SF
  - top-heavy IMF ( $x=0$ ) for burst SF
- SNe II に関しては、instantaneous で
  - (タイムステップが8Msunの寿命程度なので)

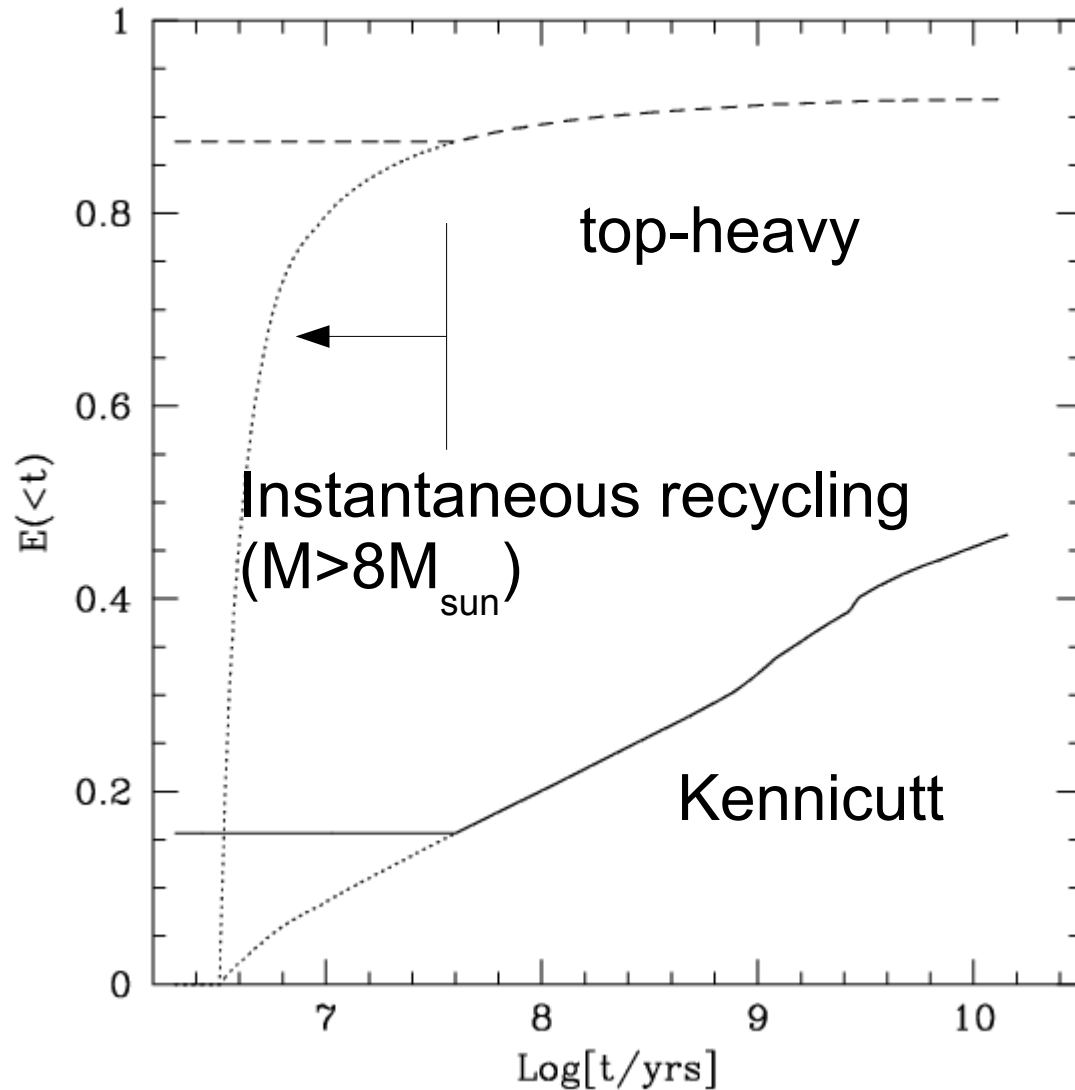
# IMFs



Top-heavy IMF:  
 $\alpha$ 元素は多いが、  
**Fe**は減る

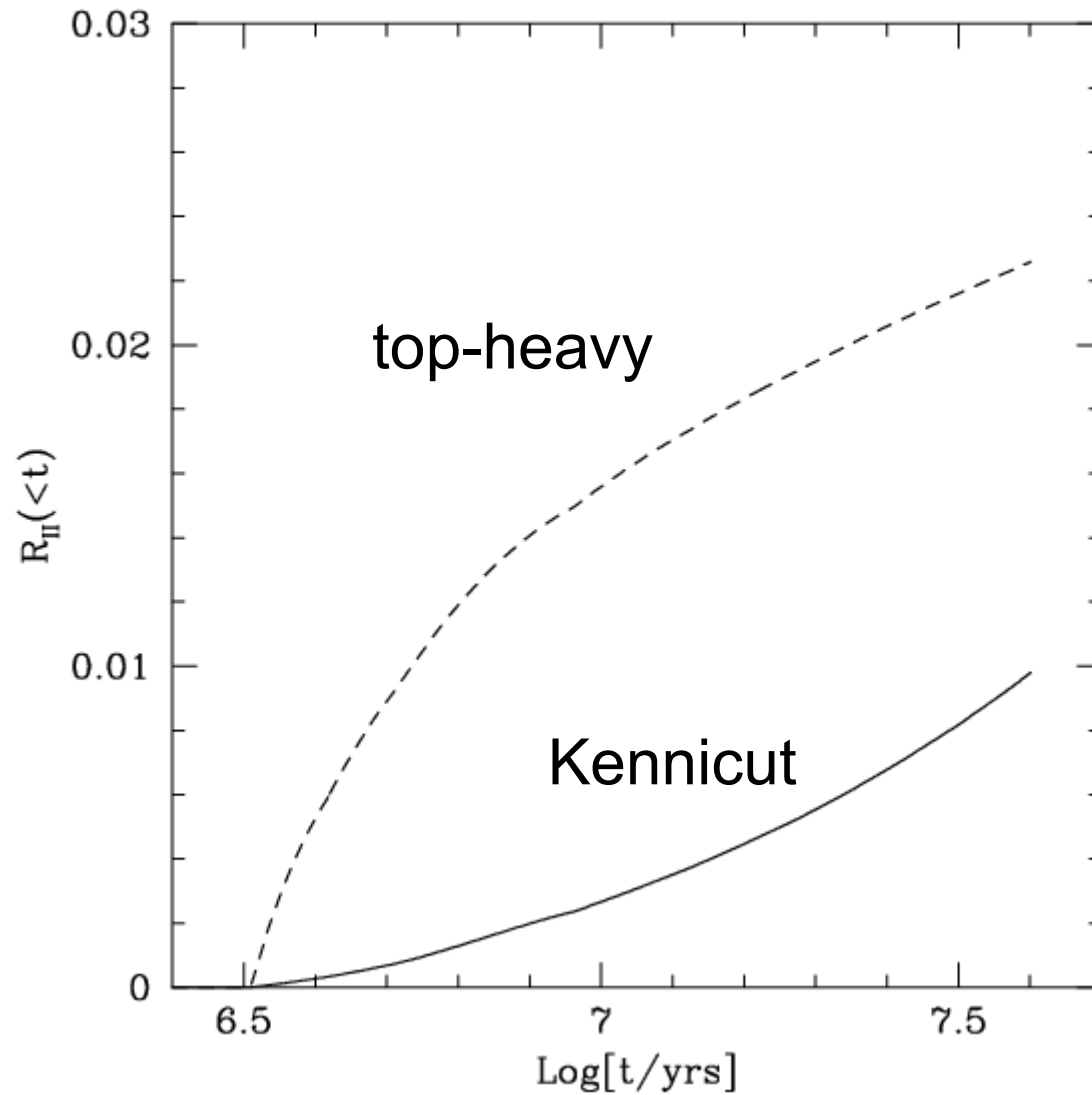
# Gas restitution rates

---



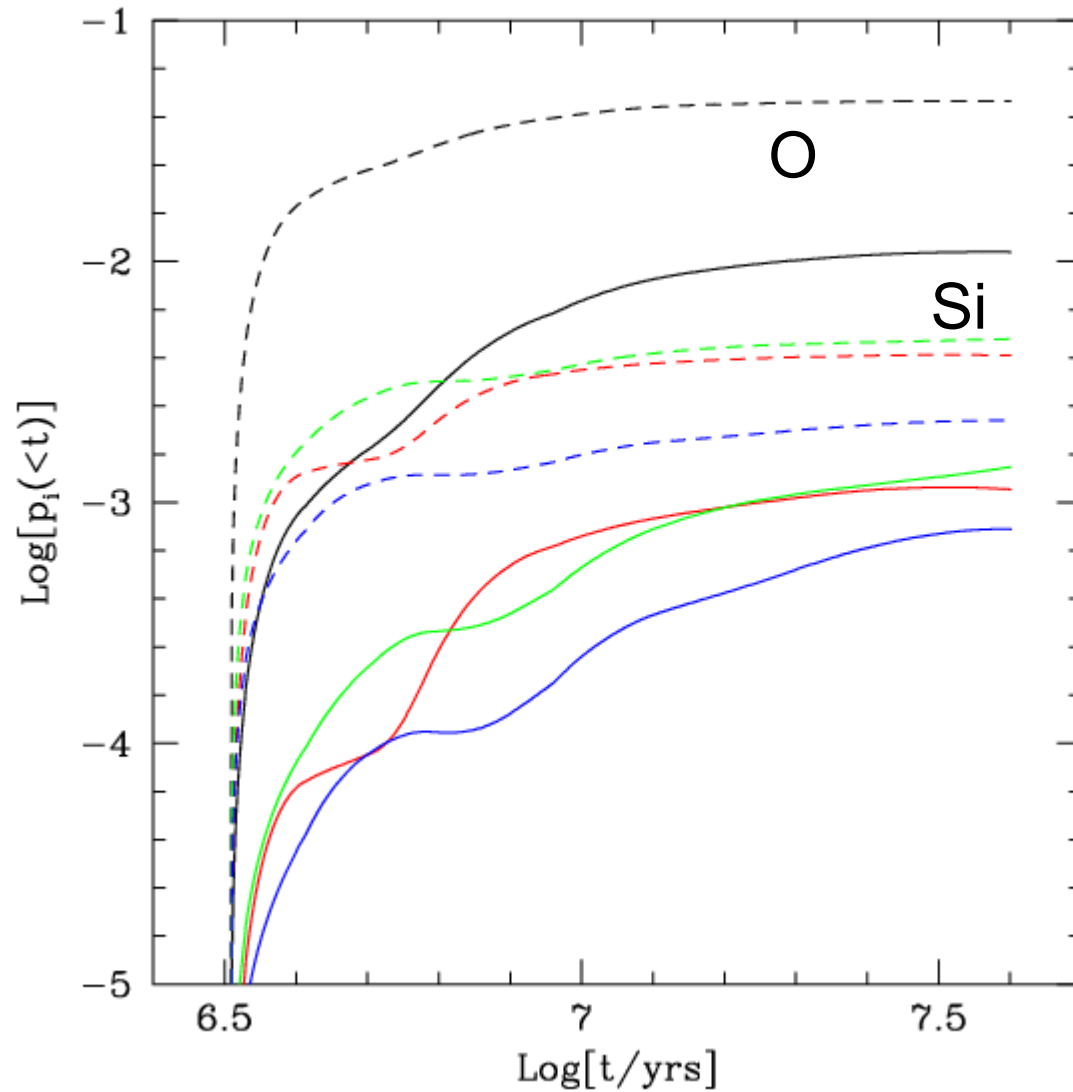
# SNII rates

---



※実際使うのは8Msun  
の値

# Chemical yields

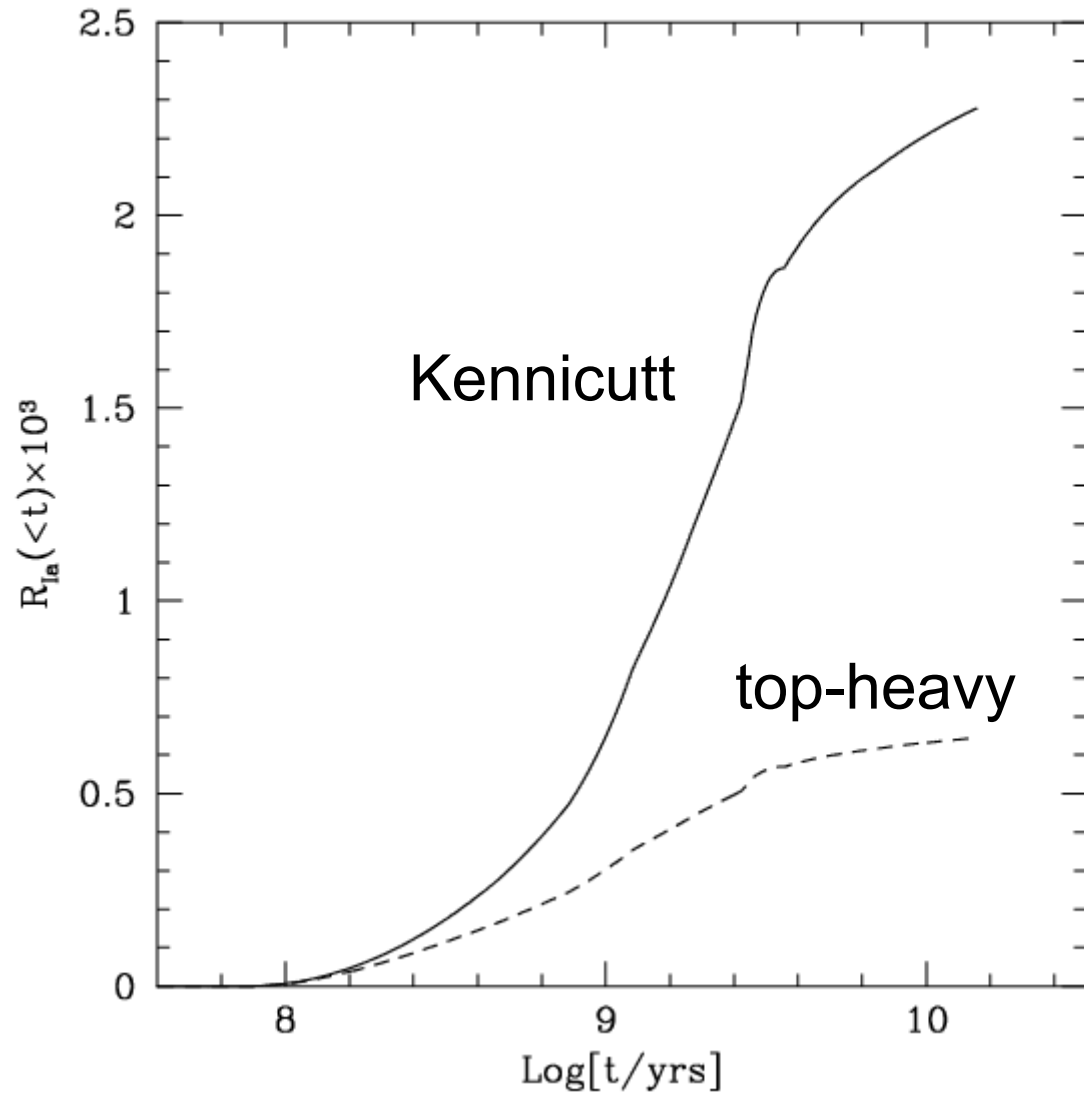


※実際使うのは8Msun  
の値

Mg  
Fe

# SN Ia rates

---



# Models

---

- superwind model

- SN feedback に加え、一部のガスはハローの外まで放出される
- $V_c > V_{\text{recap}}$  までハローが成長すると、再びハローに取り込まれる

- conduction model

$$V_{\text{cond}} = V_{\text{cond}}^0 (1+z)^{3/4}$$

- $n^2 \Lambda = \kappa T/R^2$  (冷却 = 熱伝導による加熱) となったら冷却をストップ
- しかし  $V_{\text{cond}}^0 = 100 \text{ km/s}$  程度が必要  $V_{\text{cond}}^0 \simeq 10^3 \frac{\Delta}{200} \frac{f_{\text{hot}}^2}{f_{\text{sp}}} \text{ km/s}$

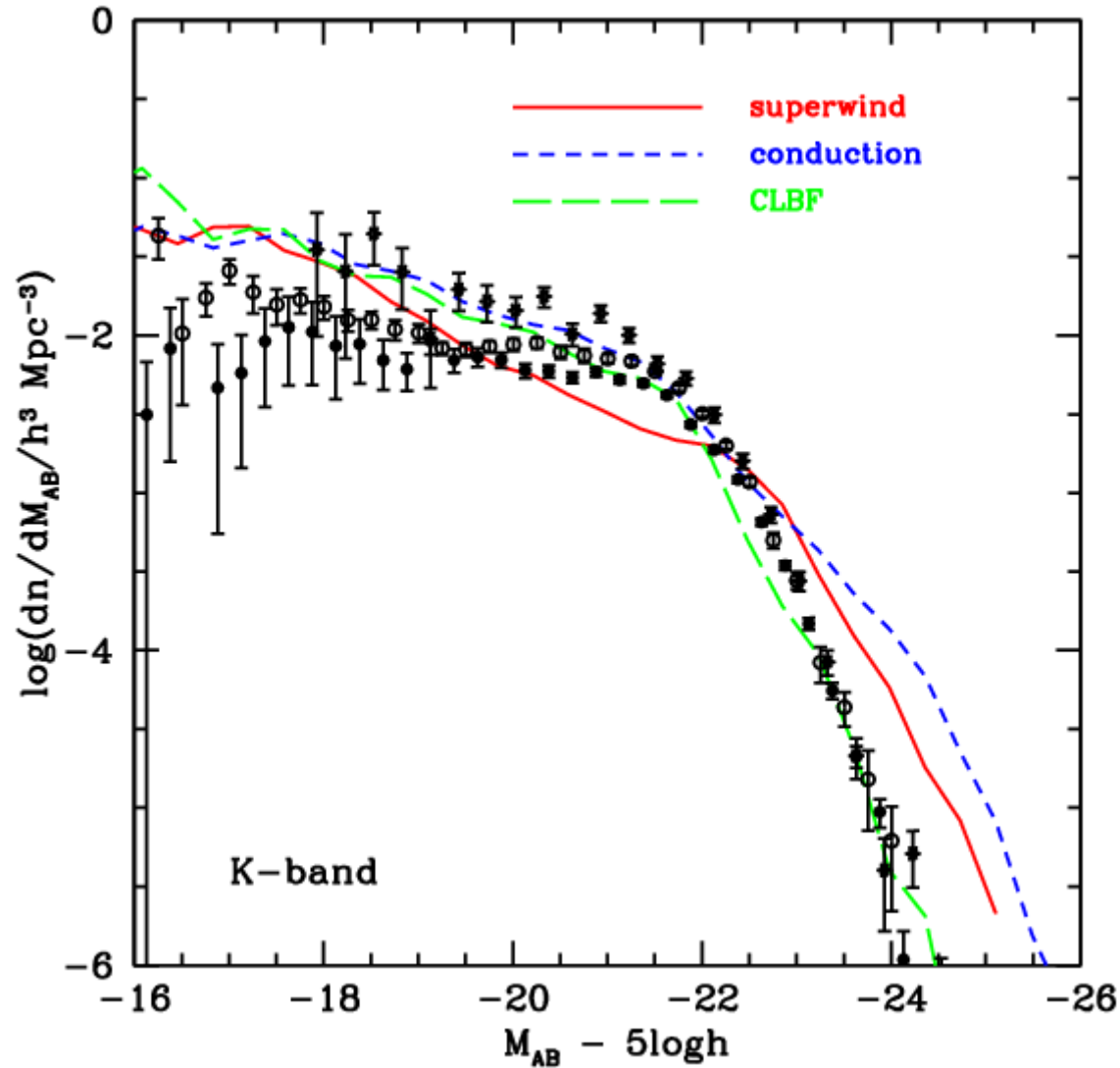
→ おそらく AGN 等による加熱が重要

- Cole et al.(2000) model (CLBF)

- original のモデル; すべて Kennicutt IMF ( $\Omega_b$  半分)

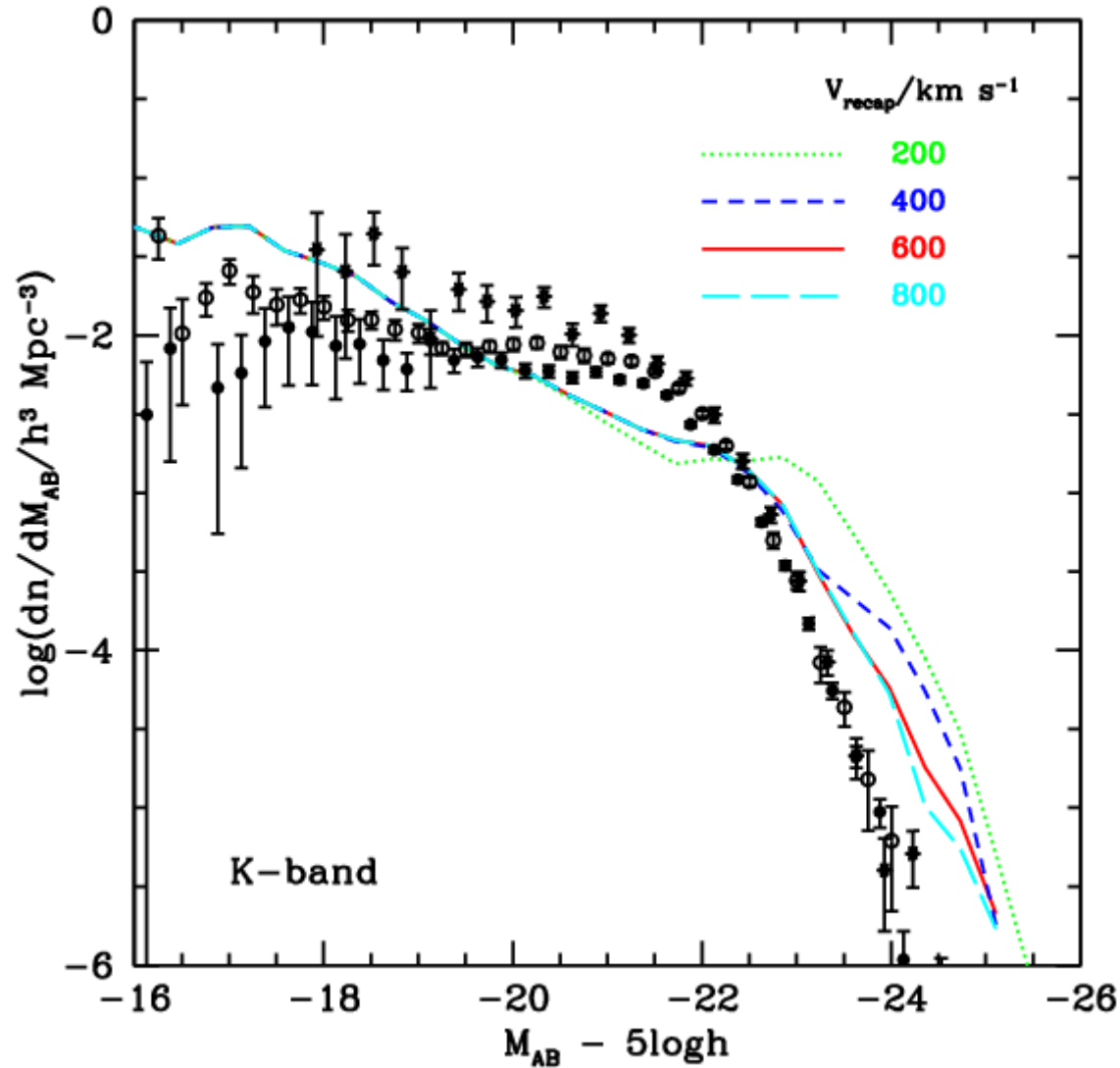


# K-band luminosity functions



# K-band LFs

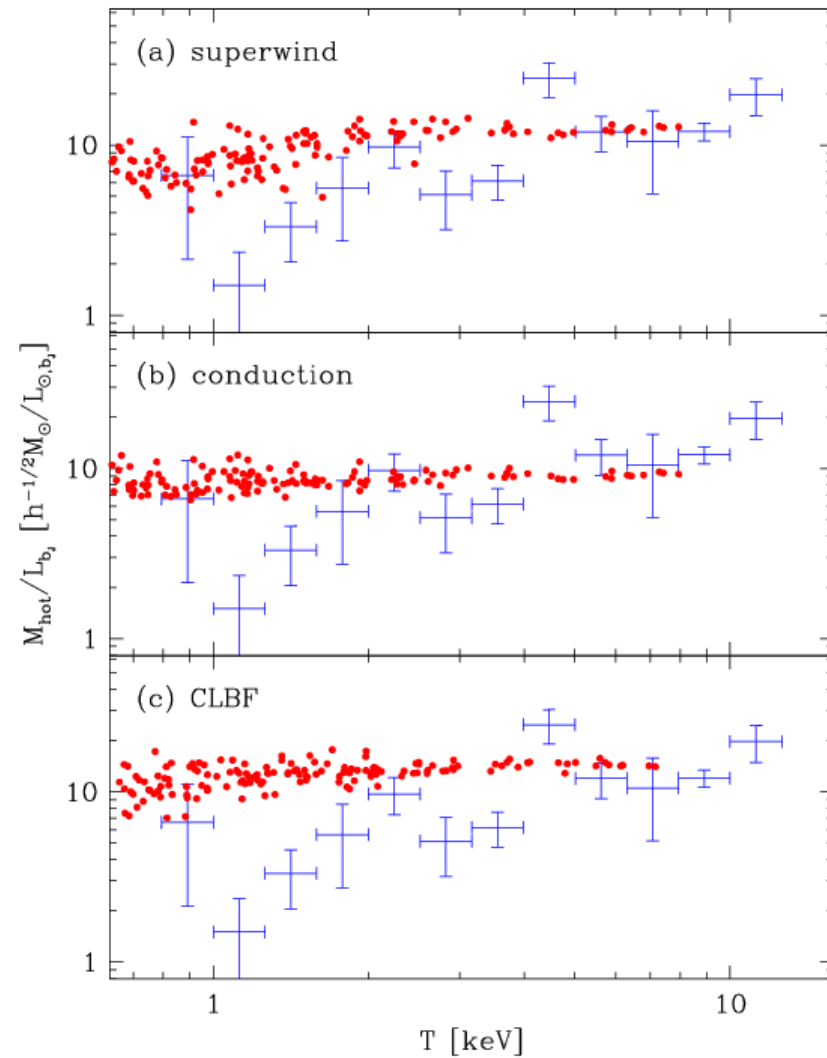
dependence of  $V_{\text{recap}}$



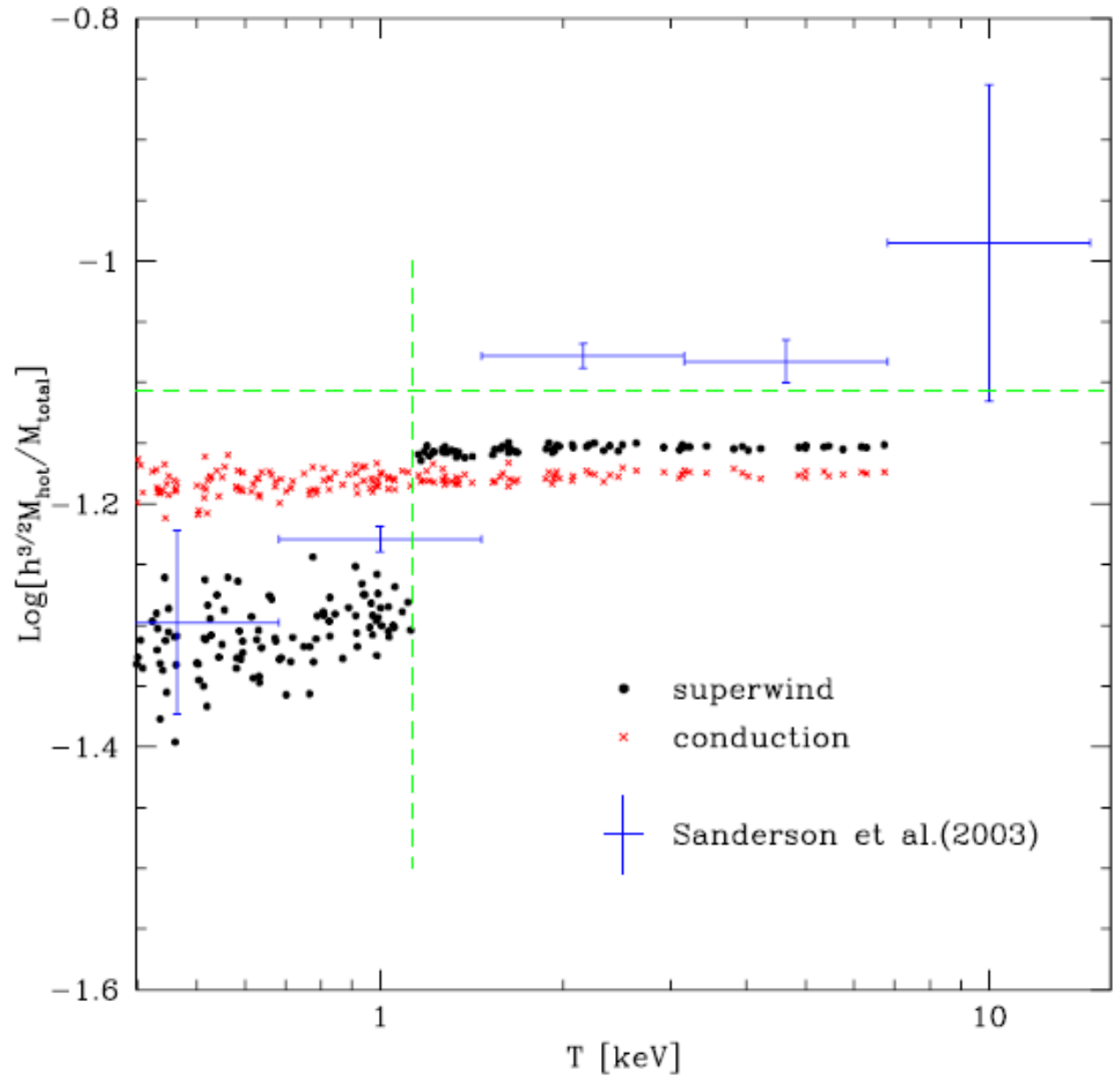
# Mgas/Lgal ratios

ICM gas mass と  
銀河団内銀河の luminosity  
の和 の比

Obs. Data:  
Sanderson et al.(2003)  
Sanderson & Ponman (2003)



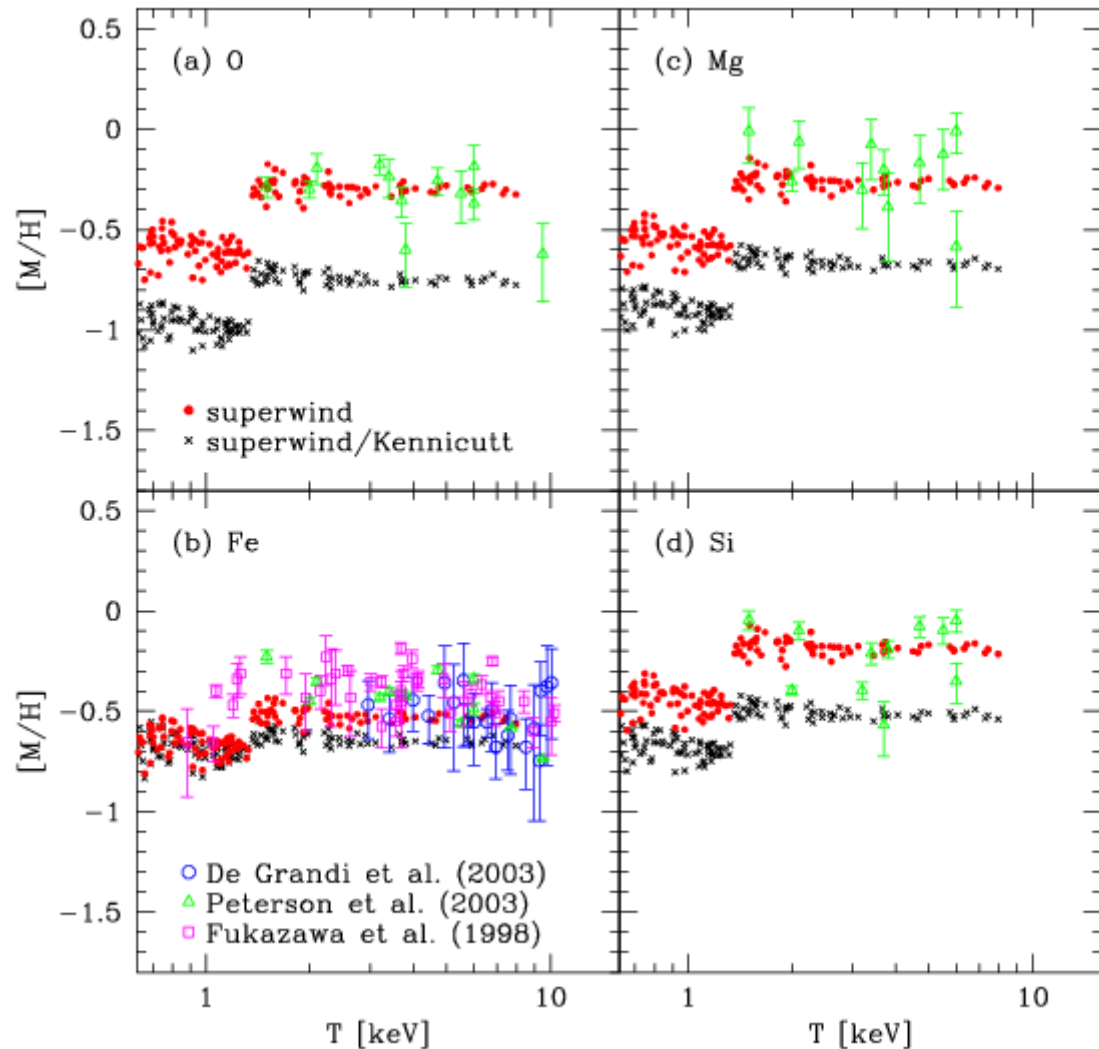
# hot gas fraction



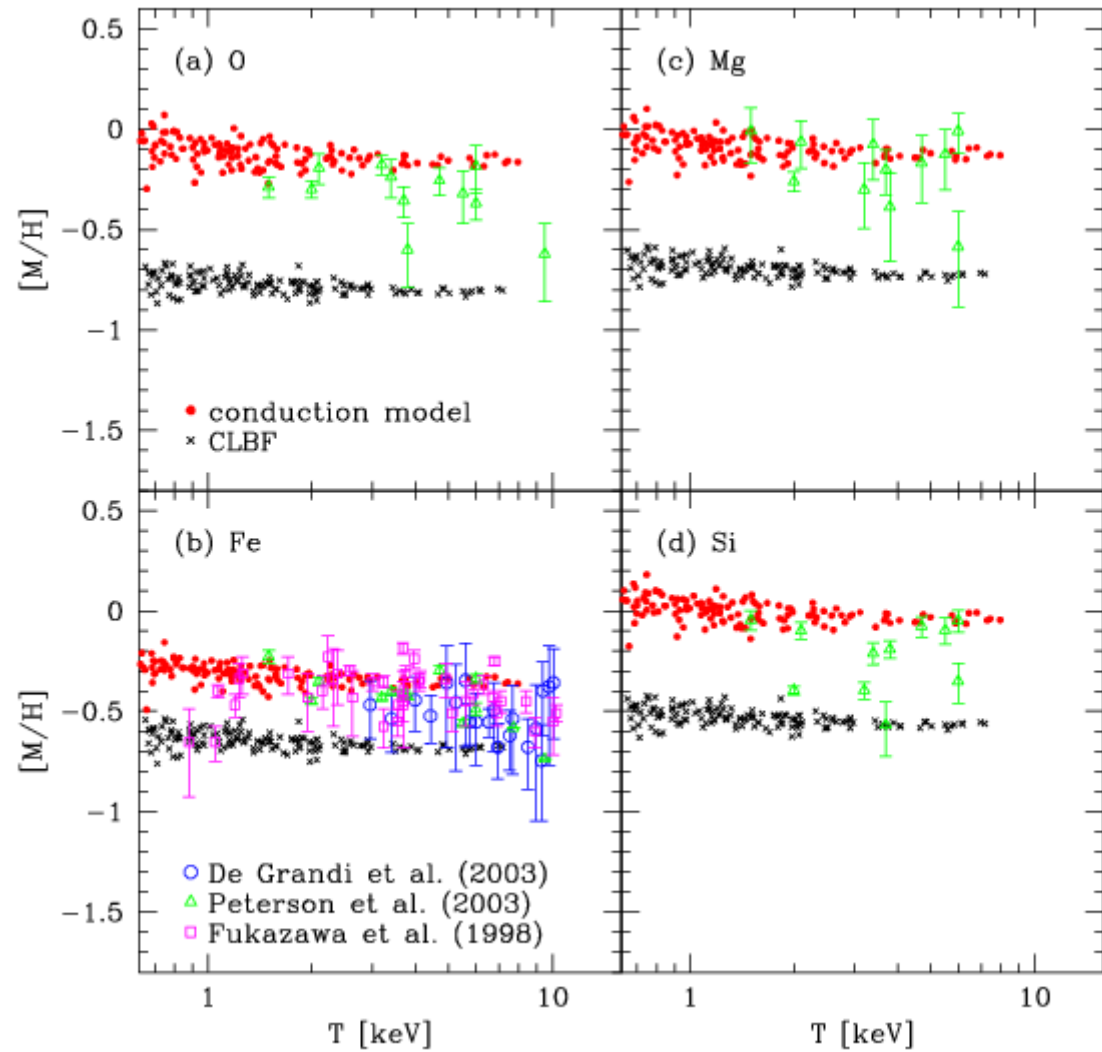
# ICM metal abundances (superwind)

Burst時にtop-heavy IMFを入れることで、観測を再現

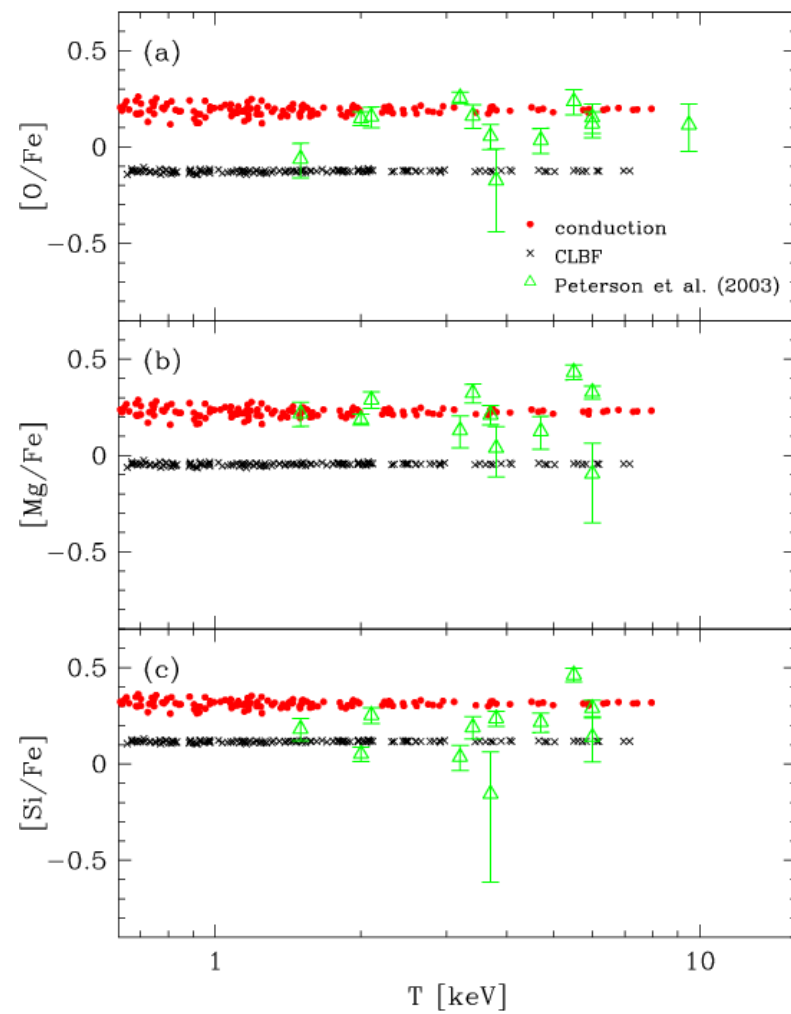
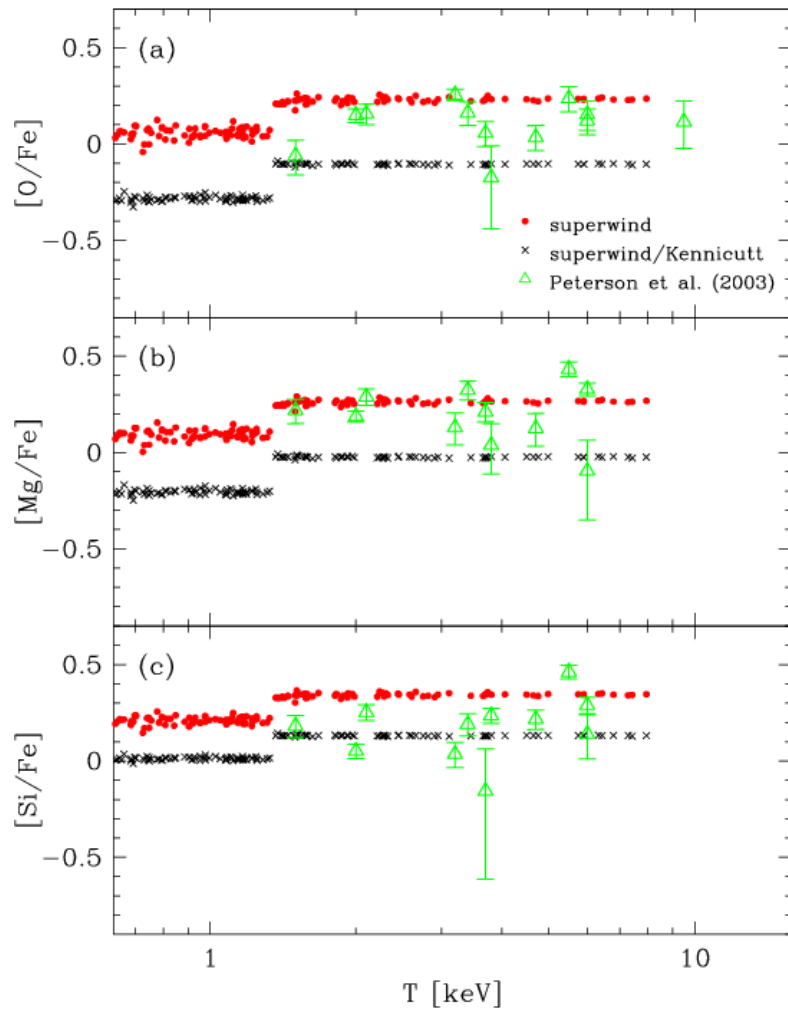
cooling-coreを持つ銀河団に対し、Feの観測データは重元素勾配を補正(中心付近のmetallicityのデータを、典型的な勾配を仮定し、全体での平均値に補正)



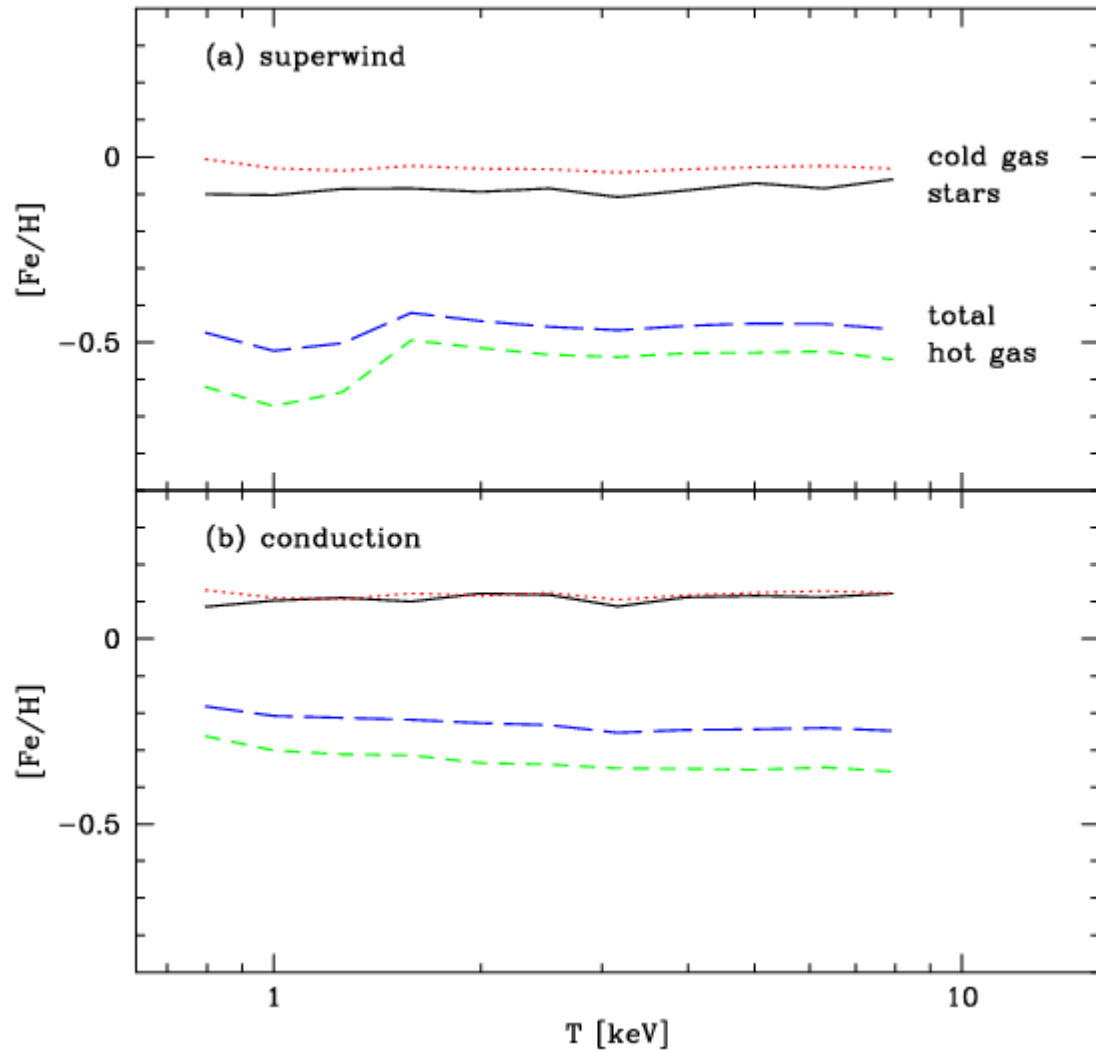
# ICM metal abundances (conduction)



# Abundance ratios

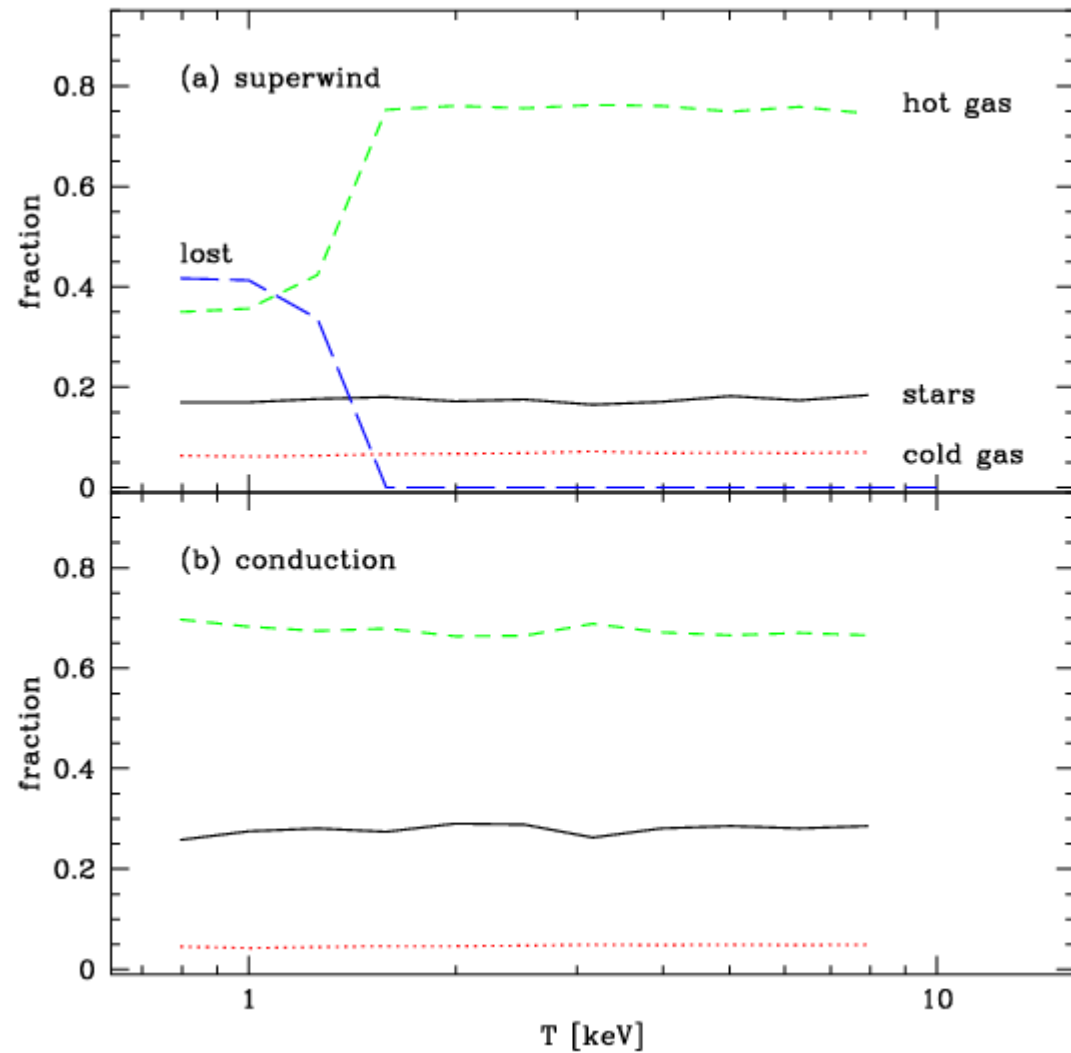


# metallicities

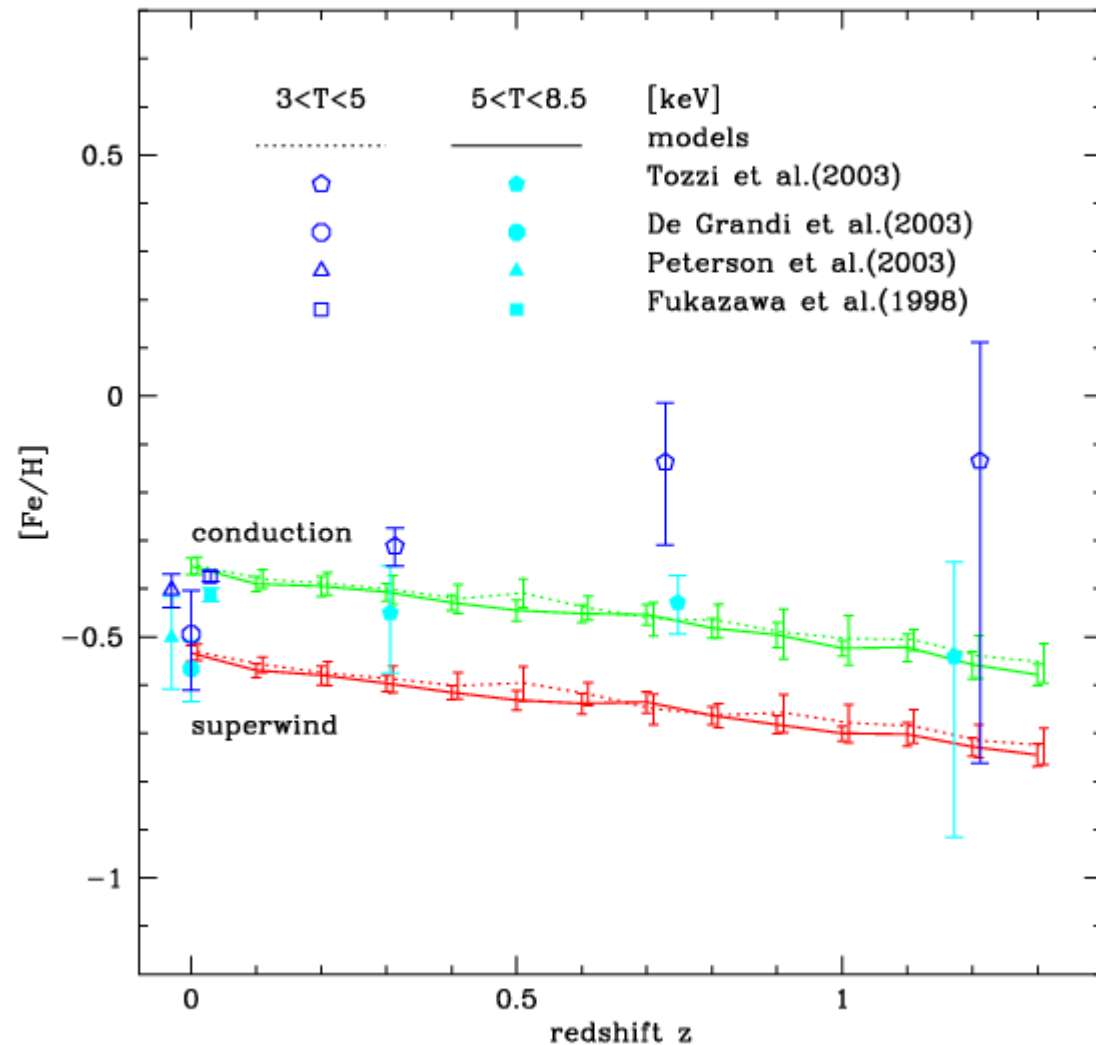




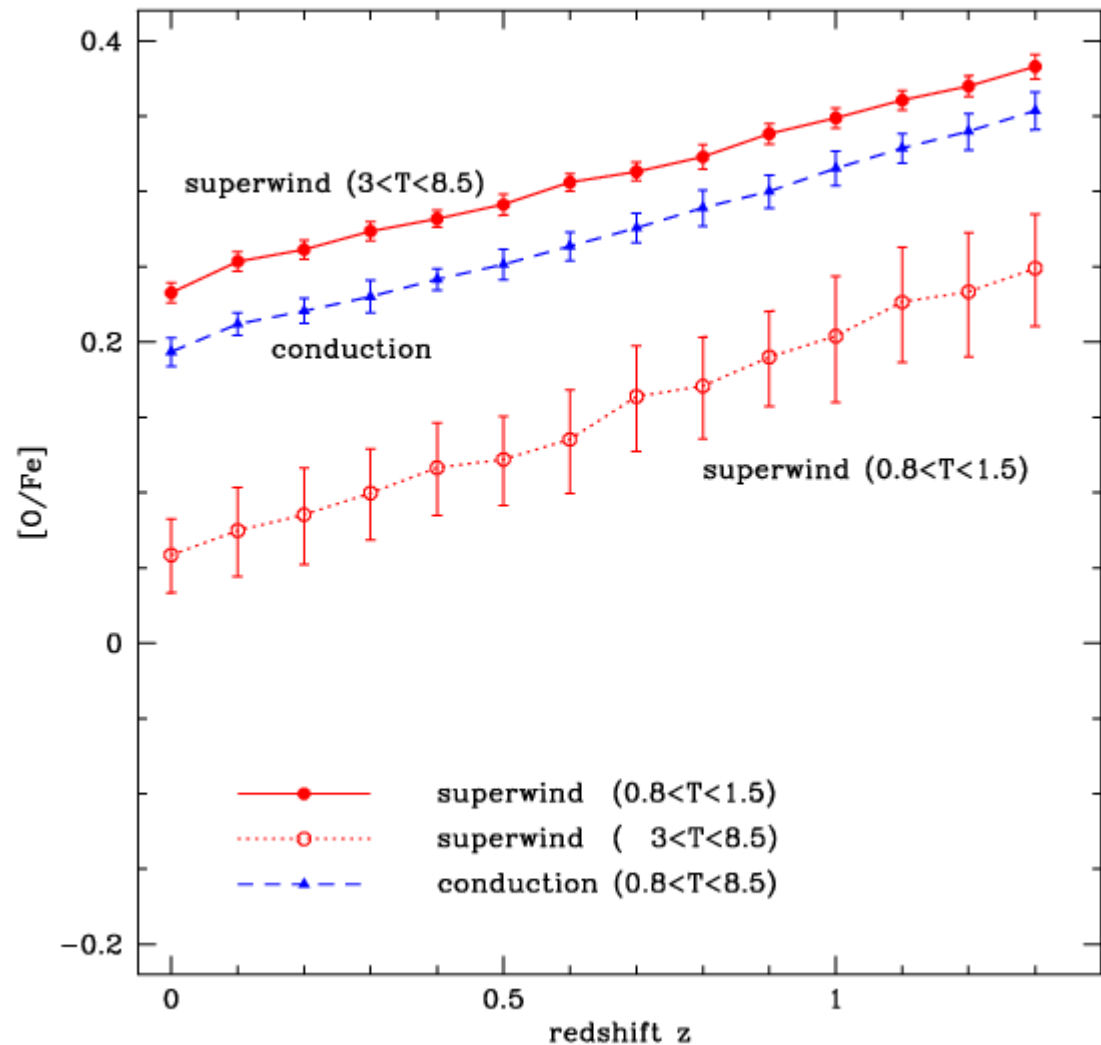
# Metal fractions



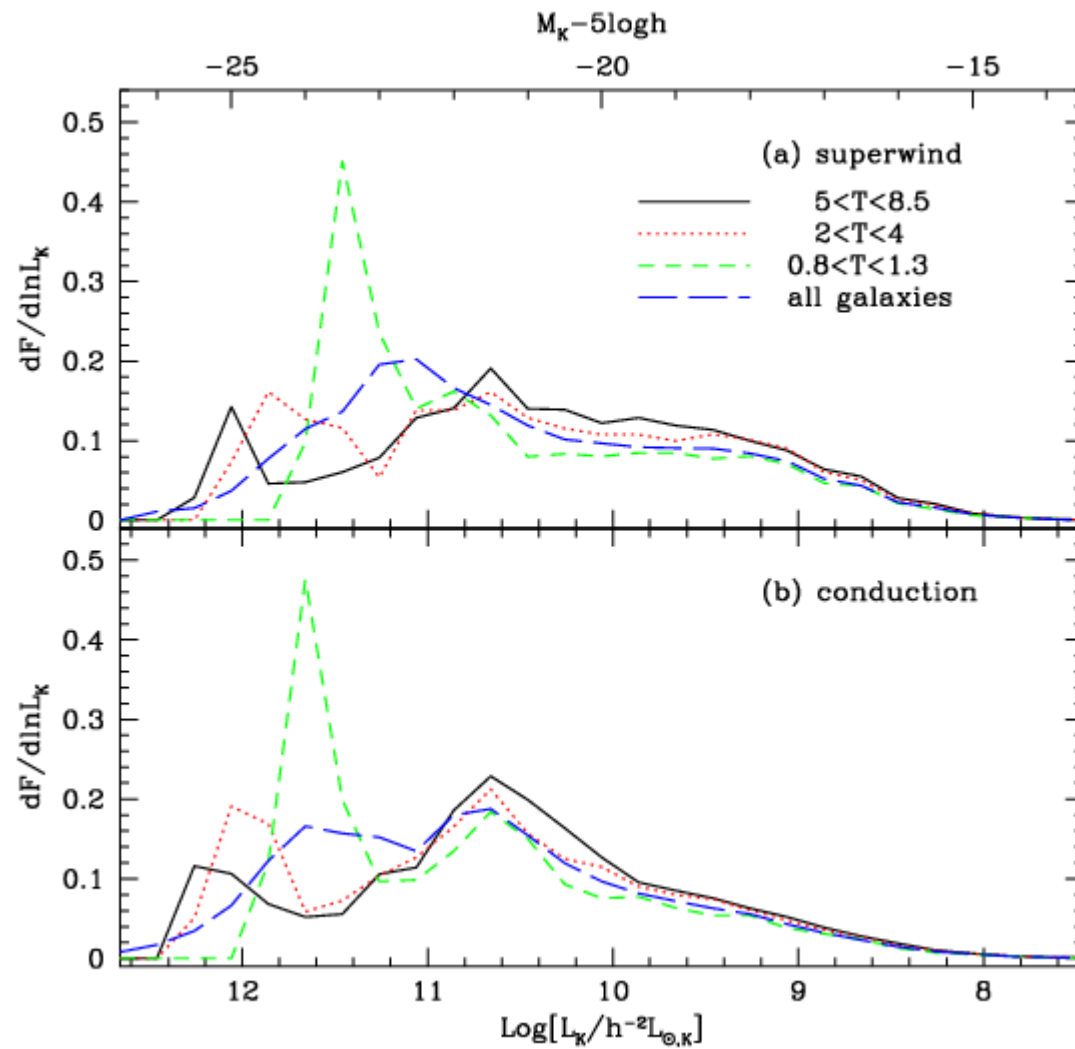
# Redshift evolution of [Fe/H]



# Redshift evolution of [O/Fe]



# Contrib. of galaxies to metal production



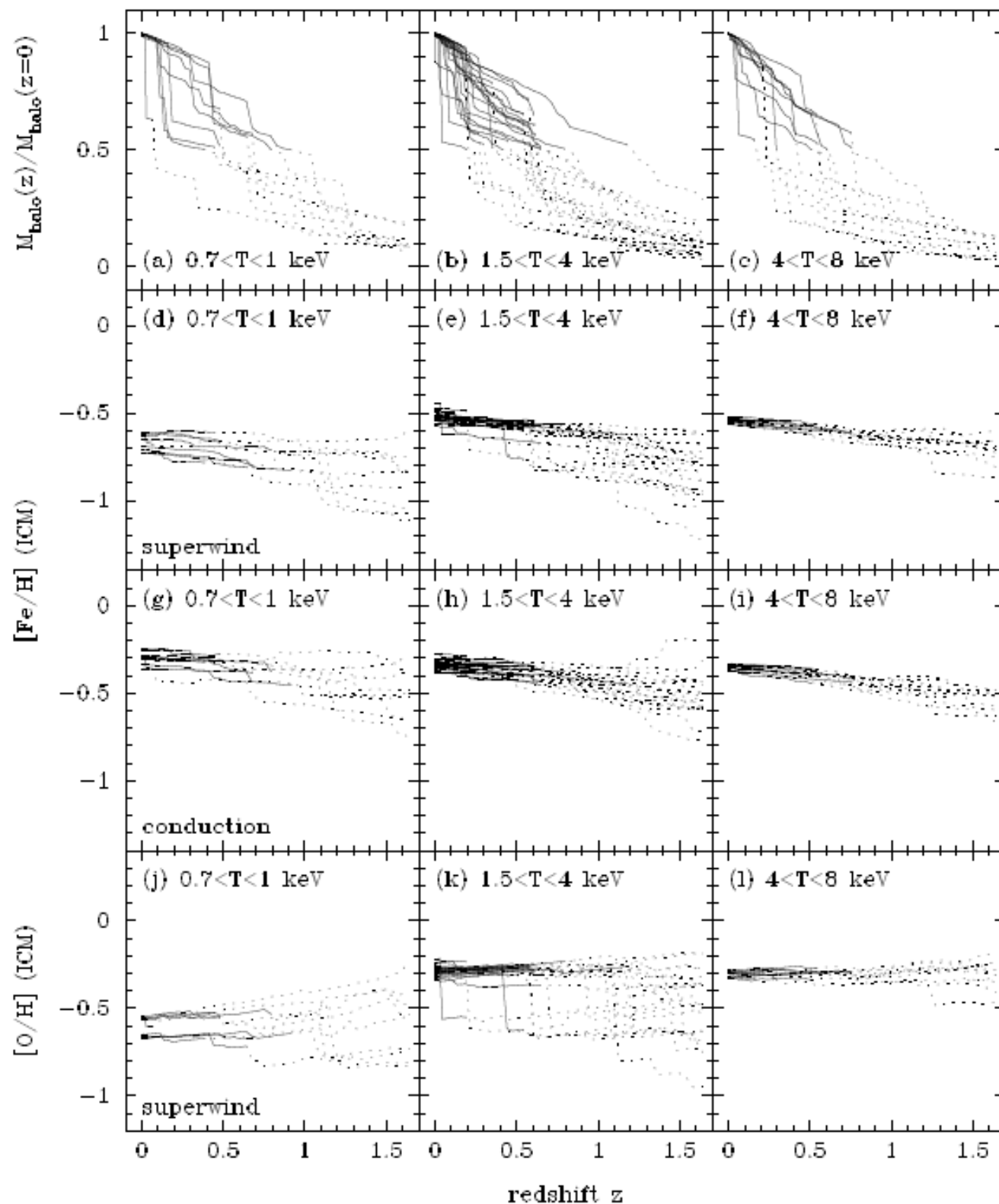
ダークハロー質量

variety 大

[Fe/H] superwind  
conduction

low-z で収束

[O/H] superwind

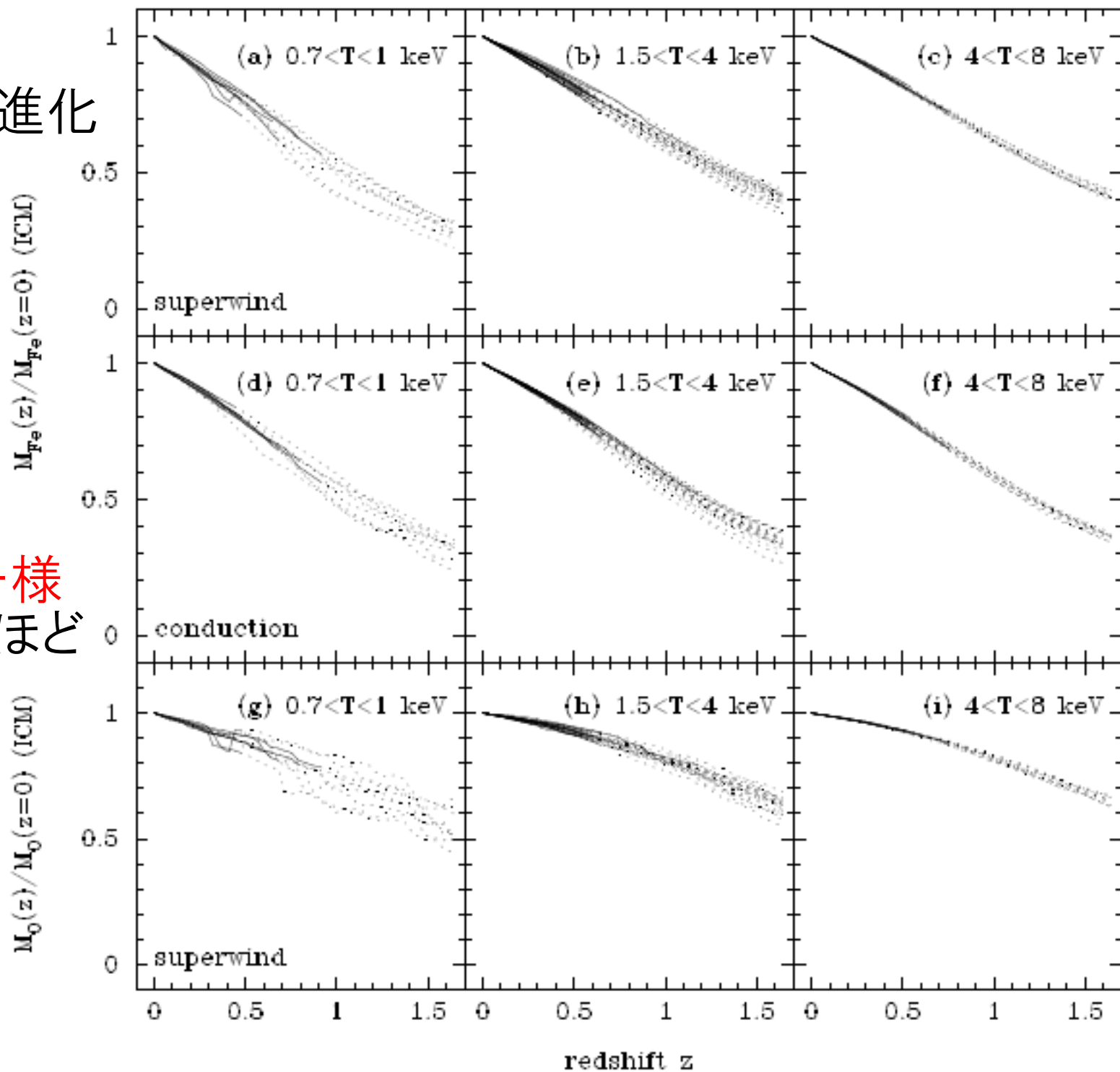


metal質量の進化

[Fe/H]

どれもほぼ一様  
高温銀河団ほど  
汚染が早い

[O/H]



# ICMまとめ

---

- ダークハロー質量の進化はモノによる
  - いろいろな history
- しかし、重元素量はどれも同じように進化
  - 大質量では色々な history の銀河が混ざり、どのハロー(銀河団)のガスも似たような進化になる。
- 観測される銀河団ガス重元素量の variety は、
  - 観測誤差
  - 重元素量の中心集中度の違い
    - major merger が high-z → 中心集中した重元素
    - low-z → 一様に混ざる
  - 中心集中したICMの重元素量は高く観測される
- 観測値の補正に不定性は残る