

銀河・銀河団の化学進化

長島雅裕(長崎大教育)

Nagashima & Okamoto (2006)

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

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

重元素の合成

銀河(の星/ガス)の重元素量

- 銀河の形成史を探る重要なプローブ
- 銀河の色の決定要因の一つ (十年齢)

重元素の生成…超新星

- 星形成史と密接な関係があると予想される

超新星のタイプ

II型…短寿命の大質量星

- 星形成と連動
- 主に α 元素(Oなど)

Ia型…白色矮星への伴星からの質量降着

- 時間差
- 主に鉄族(Feなど)

化学組成進化から何がわかるか？

II型/Ia型超新星爆発率

- 異なる時刻の星形成率を反映
- 銀河の星形成史に重要な制限

$$[O/Fe] \simeq \log \left[\frac{Z_{II,O}}{Z_{II,Fe} + Z_{Ia,Fe}} \right] \quad (\because Z_{Ia,O} \simeq 0)$$

大雑把に言うと、

$$\frac{Z_{II,O}}{Z_{II,Fe}} \simeq \text{const.} \rightarrow (O/Fe) \propto [1 + R_{Ia}/R_{II}]^{-1}$$

$$\propto [1 + \psi(t - t_{Ia})/\psi(t)]^{-1}$$

Ψ : 星形成率(の積分)

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!!***

Monolithic model による解析

重元素放出：

SNII: SFRに比例

SNIa: t_{Ia} 経ったら爆発

Yoshii, Tsujimoto & Nomoto (1996; YTN96)

spiral 銀河進化のモデルに SNIa を導入

←Arimoto, Yoshii & Takahara (1992)

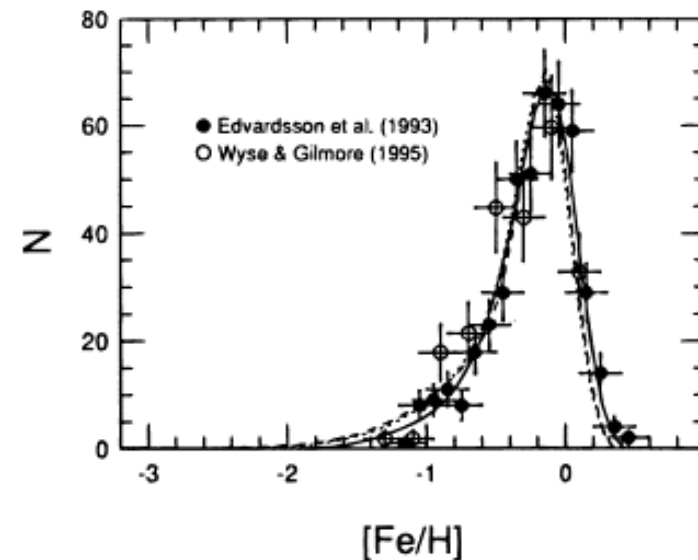
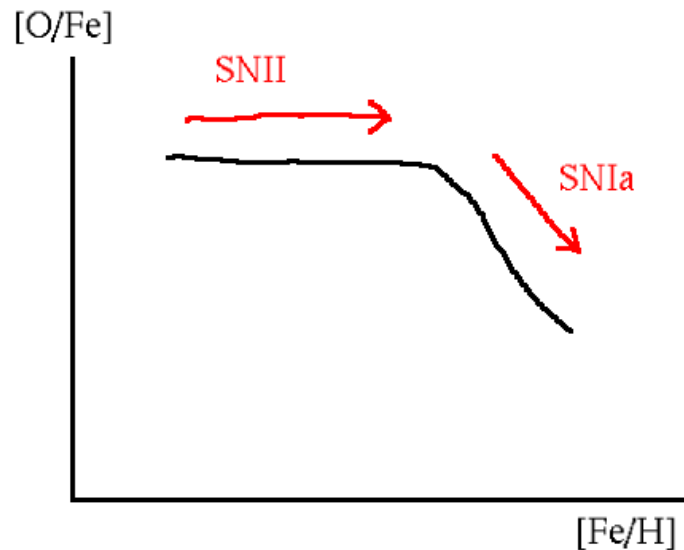
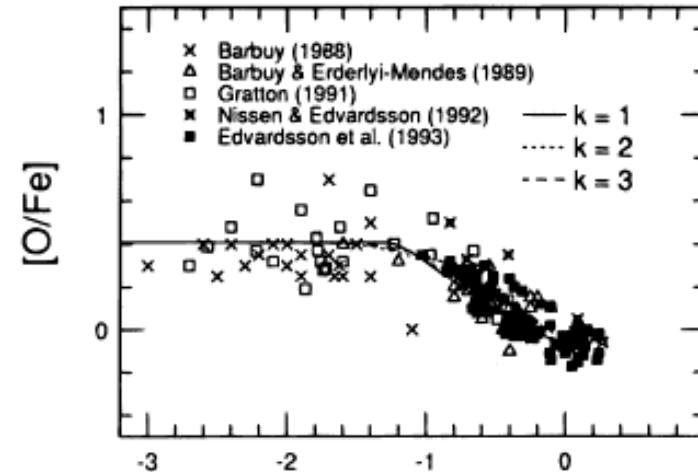
→ $t=t_{\text{Ia}}$ ($\sim 1.5\text{Gyr}$) 経ったら爆発

(YTN96では、 t_{Ia} の分布なども試している)

我々の銀河系での化学組成進化

初期： SNII の重元素比を保ち
ながら Fe 上昇

後期： SNIa が効きだし、
[O/Fe]低下
←SNIa は主に Fe を
生成するため



三鷹モデルでのSNIaの導入

- published版三鷹モデル $\tau_* = 1.3(1 + \beta)\text{Gyr}$
- Ia life-time は固定
 - fiducial 1.5Gyr, あとでふってみる
- SNe Ia は加熱には寄与しない
 - メタルを出すのみ: ちょっとは効くかも?
- SNe Ia からのメタルは cold gas へ
 - 簡単のため、disk/bulge は区別せず、全体の星形成史から SNe Ia rate を計算する
 - bulge の SNe Ia からのメタルも cold gas へ
 - GALFORM改造版ではbulgeからののはハローへ
- SNe Ia rate 計算のため、各銀河の星形成史を保存しておく (メモリ消費量莫大)

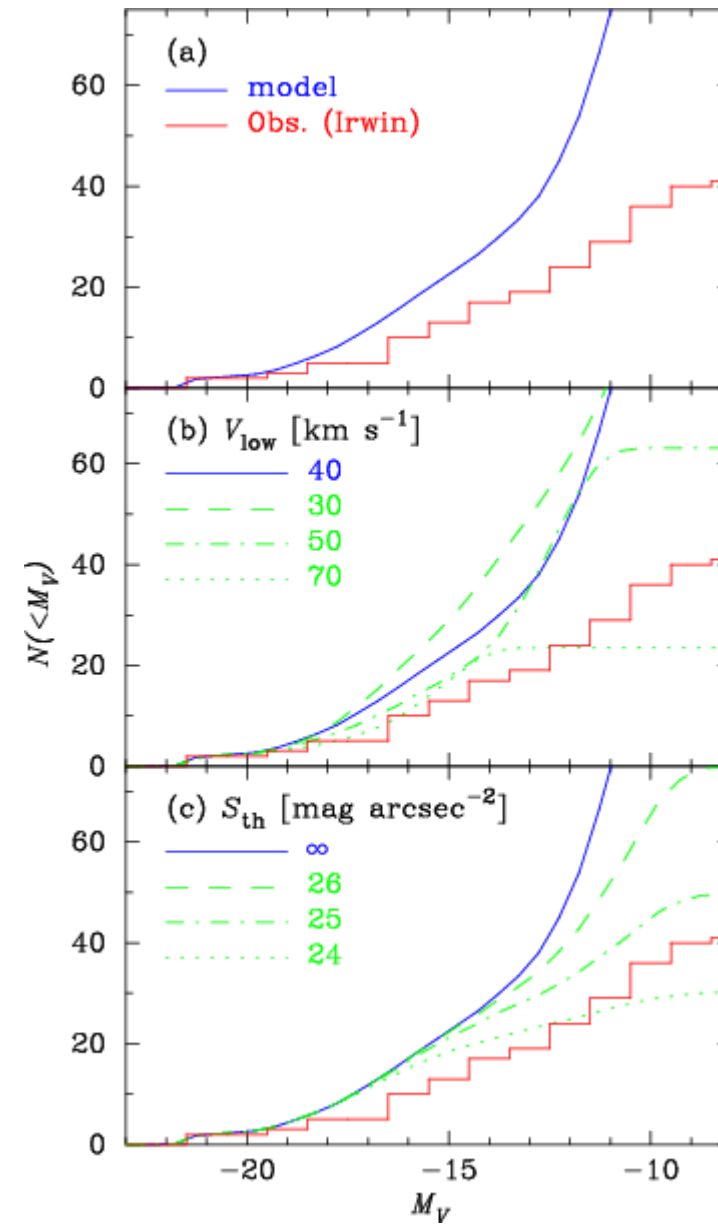
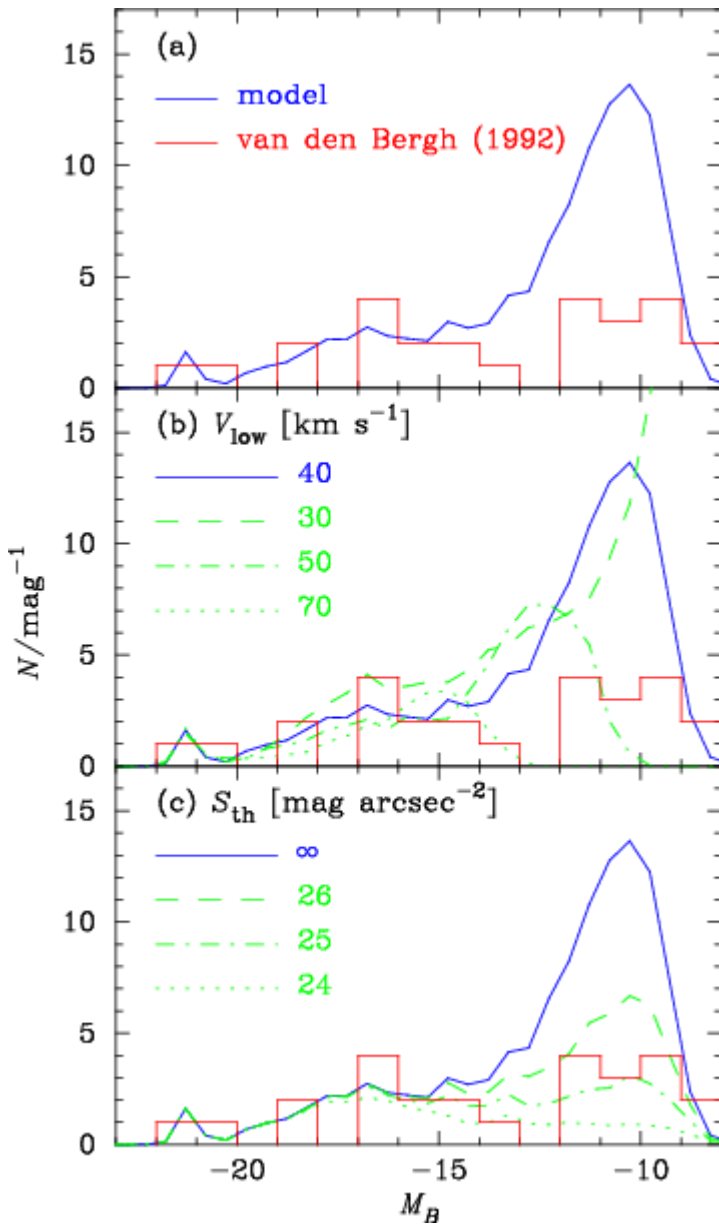
結果I. 銀河系

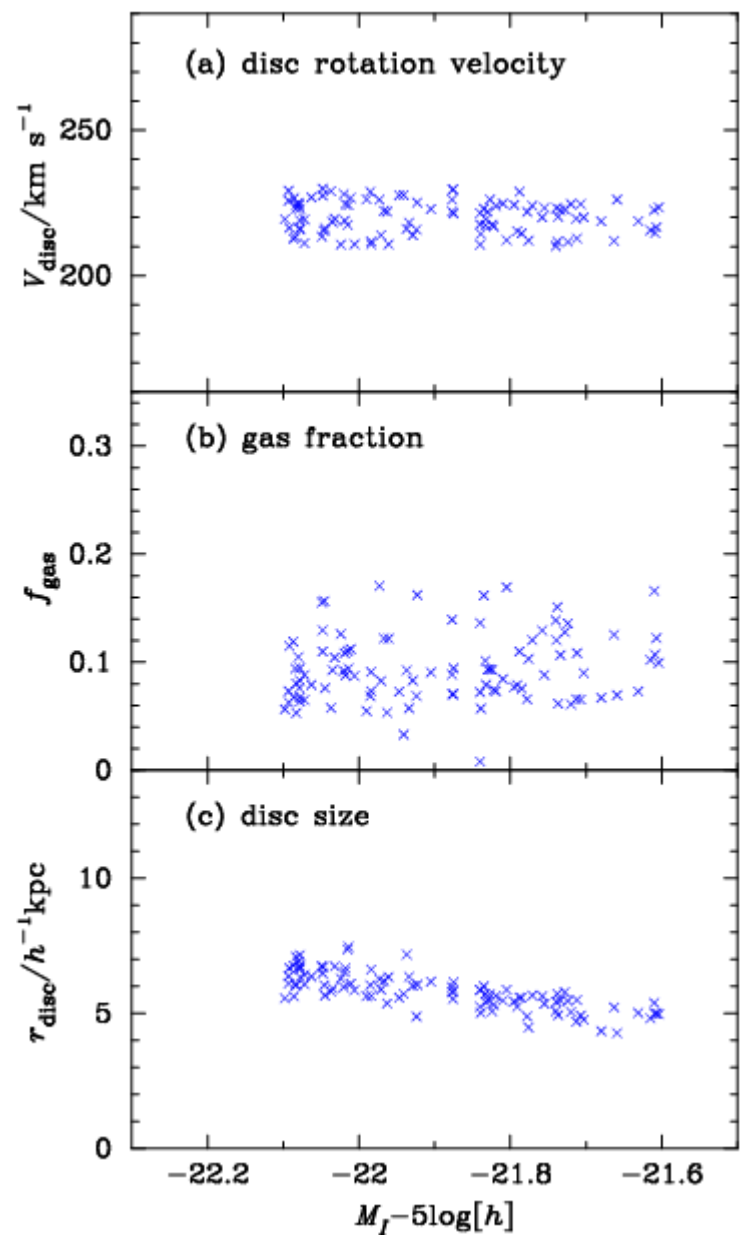
- $V_c=220\text{km/s}$ のハローの中心銀河
- $210 < V_{\text{rot}} / \text{km/s} < 230$
- $-22.1 < M_I - 5\log(h) < -21.6$

を満たす銀河を MW-like銀河と定義する

V_{hot}	α_{hot}	τ_*^0	$y_{\text{II,O}}$	$y_{\text{II,Fe}}$	$y_{\text{Ia,Fe}}$
150 km s^{-1}	4	1.3 Gyr	7.19×10^{-3}	3.40×10^{-4}	6.67×10^{-4}

Local Group & Milky Way



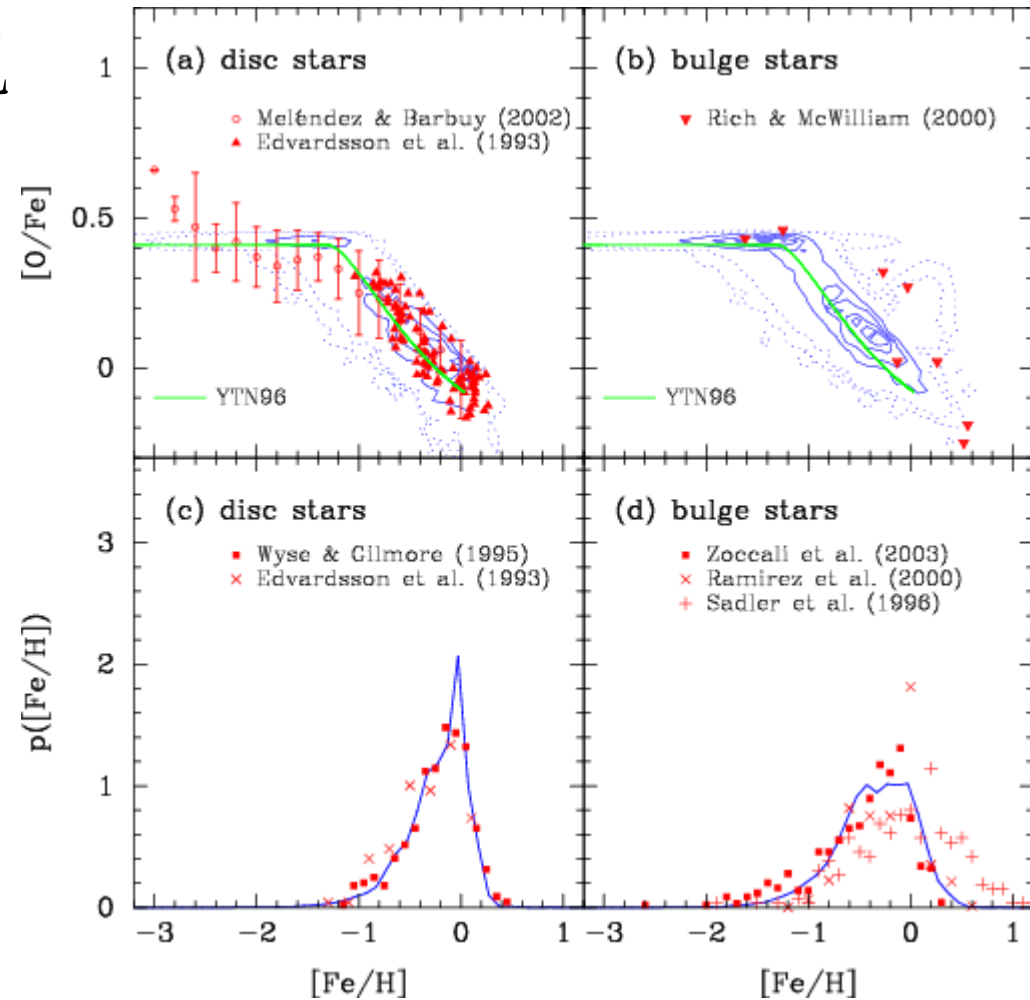


disk/bulge stars

太陽近傍・バルジの
星の重元素量を良く再現

$$t_{Ia} = 1.5 \text{ Gyr}$$

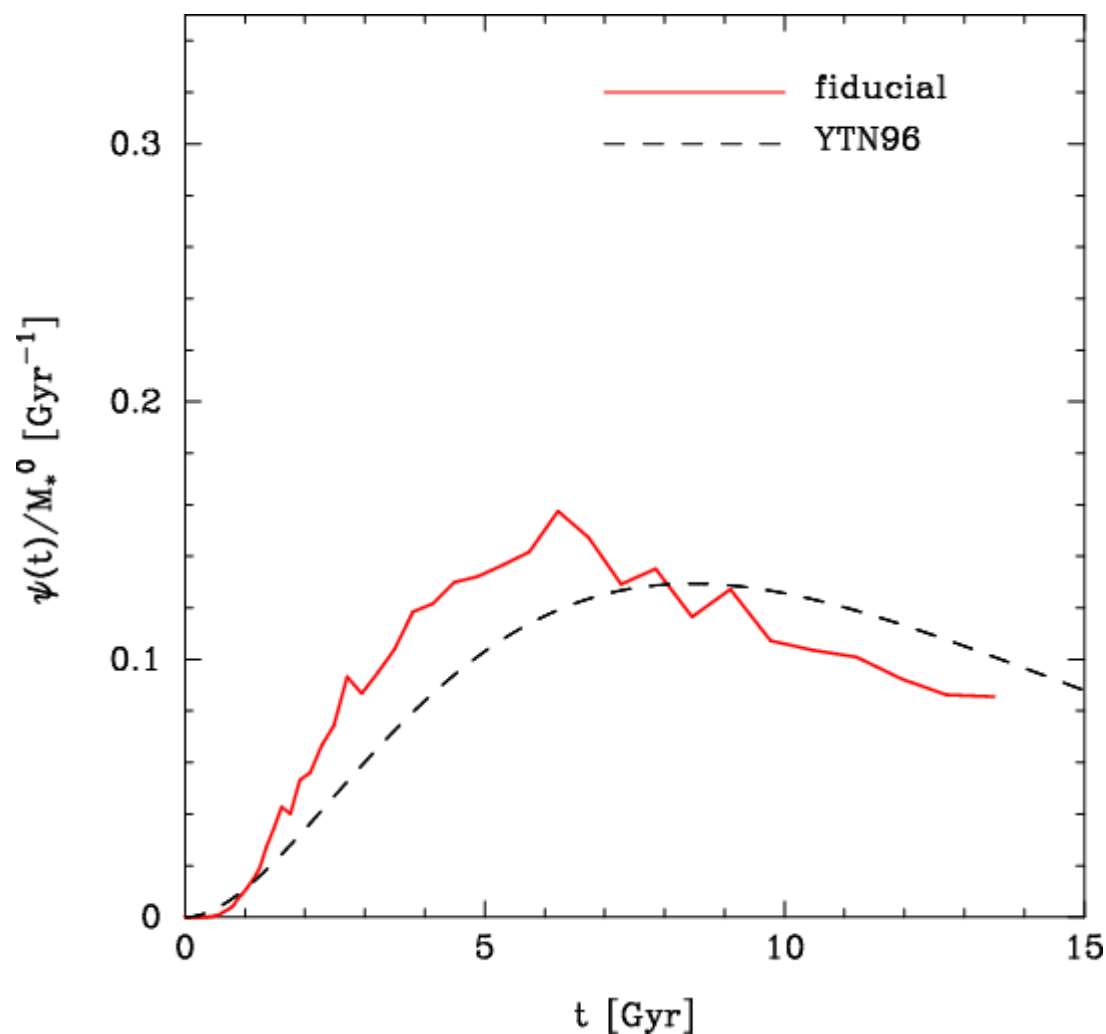
$$\tau_* = 1.3(1 + \beta) \text{ Gyr}$$



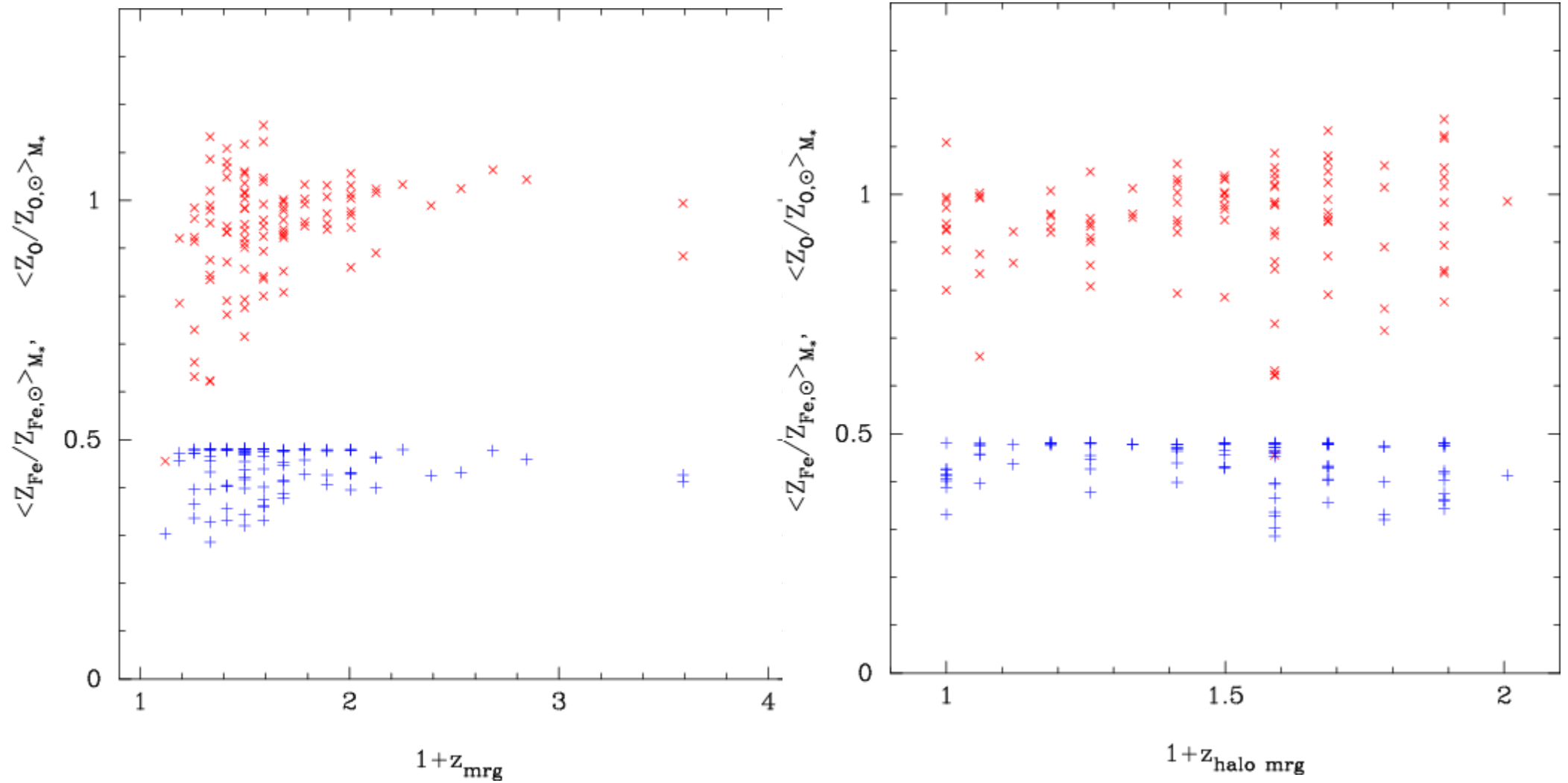
Star formation histories

YTN96とほぼ同じ
星形成史

→ハローの形成史、
ガスの冷却、
超新星爆発による
フィードバック、
これらの絡み合いで
結果的に “infall”
的な星形成史

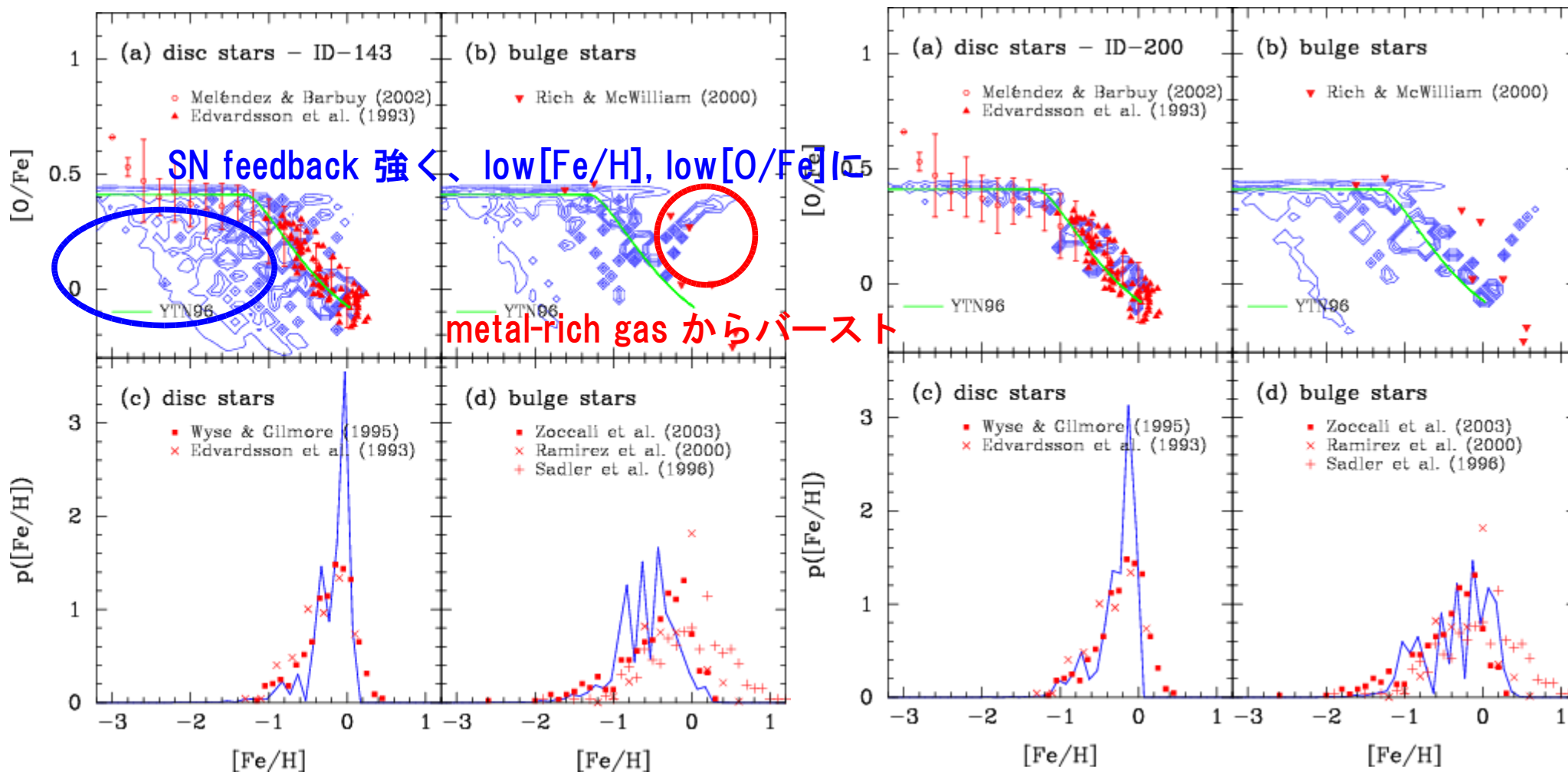


銀河・ハロー形成史との関係



ハローや銀河の last merger epoch と metallicity の間には、顕著な相関はない

個別の銀河サンプル



ID-143: $z_{\text{mrg}}=1.43$, $z_{\text{halo_mrg}}=0.79$

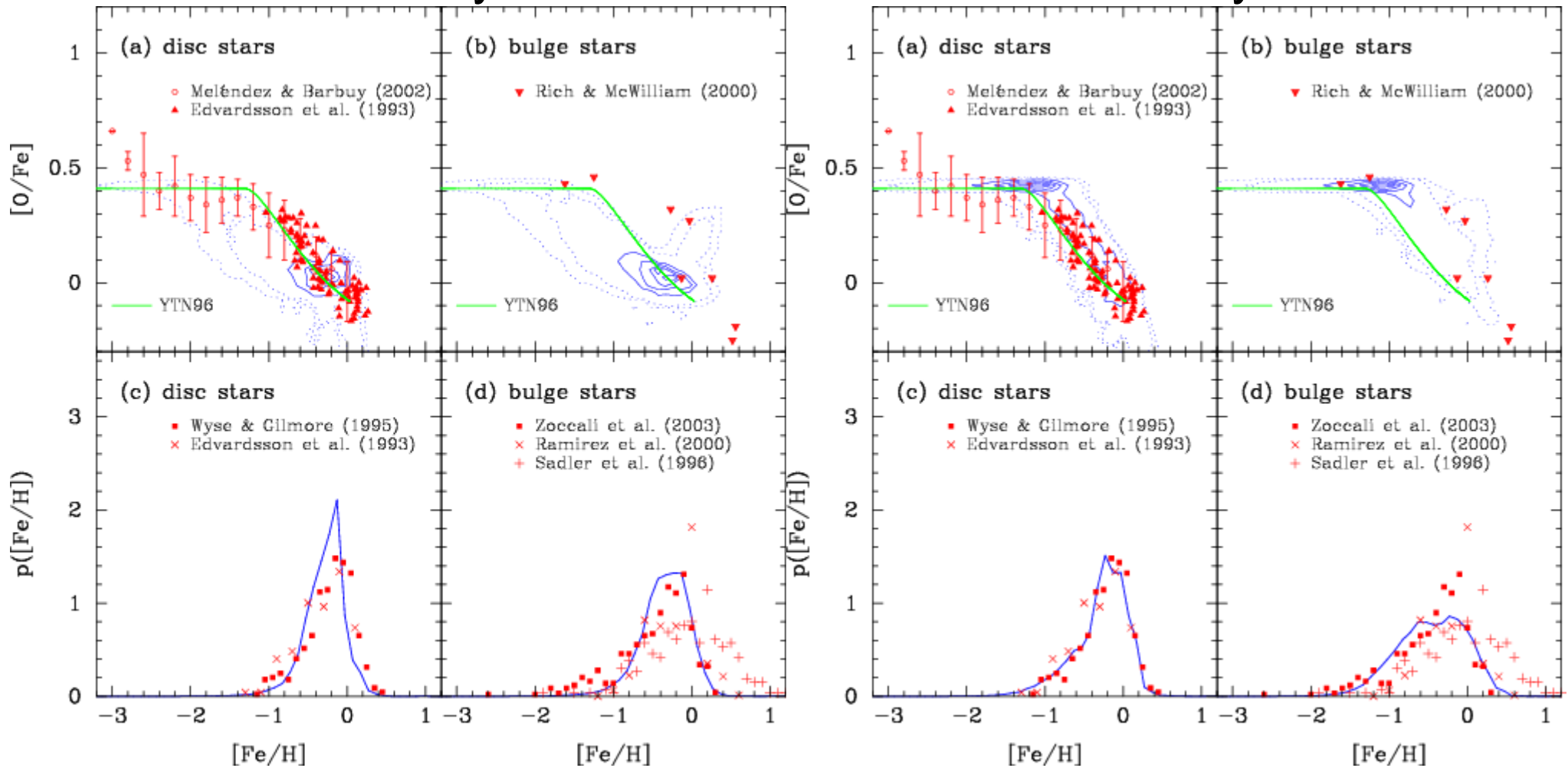
ID-200: $z_{\text{mrg}}=0.59$, $z_{\text{halo_mrg}}=0.5$

contour level は log 的に設定(少量の寄与を示すため)

Lifetime of SNIa

0.5Gyr

3Gyr

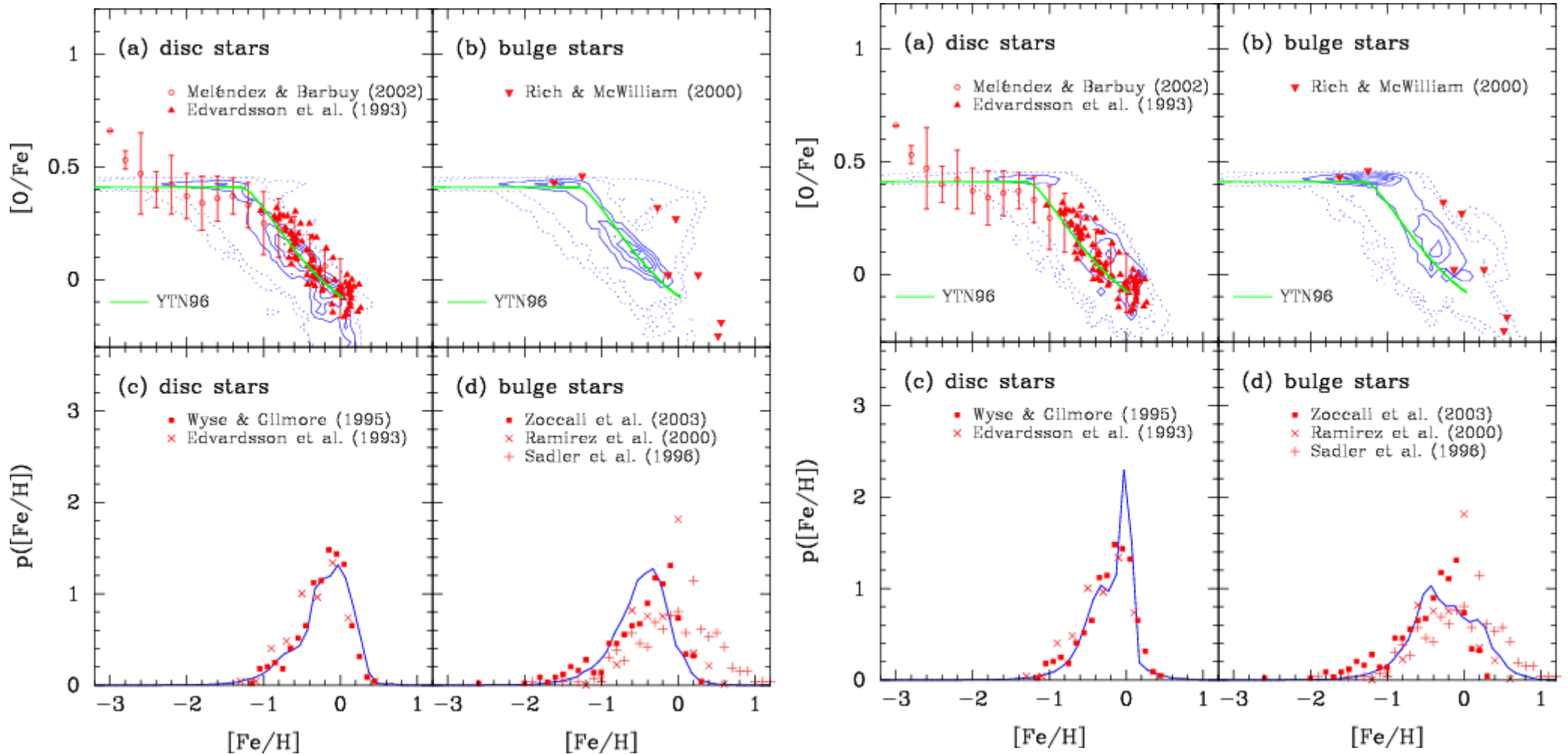


まだ $[Fe/H]$ 低いところで SNe Ia 効き出す

Star formation timescale

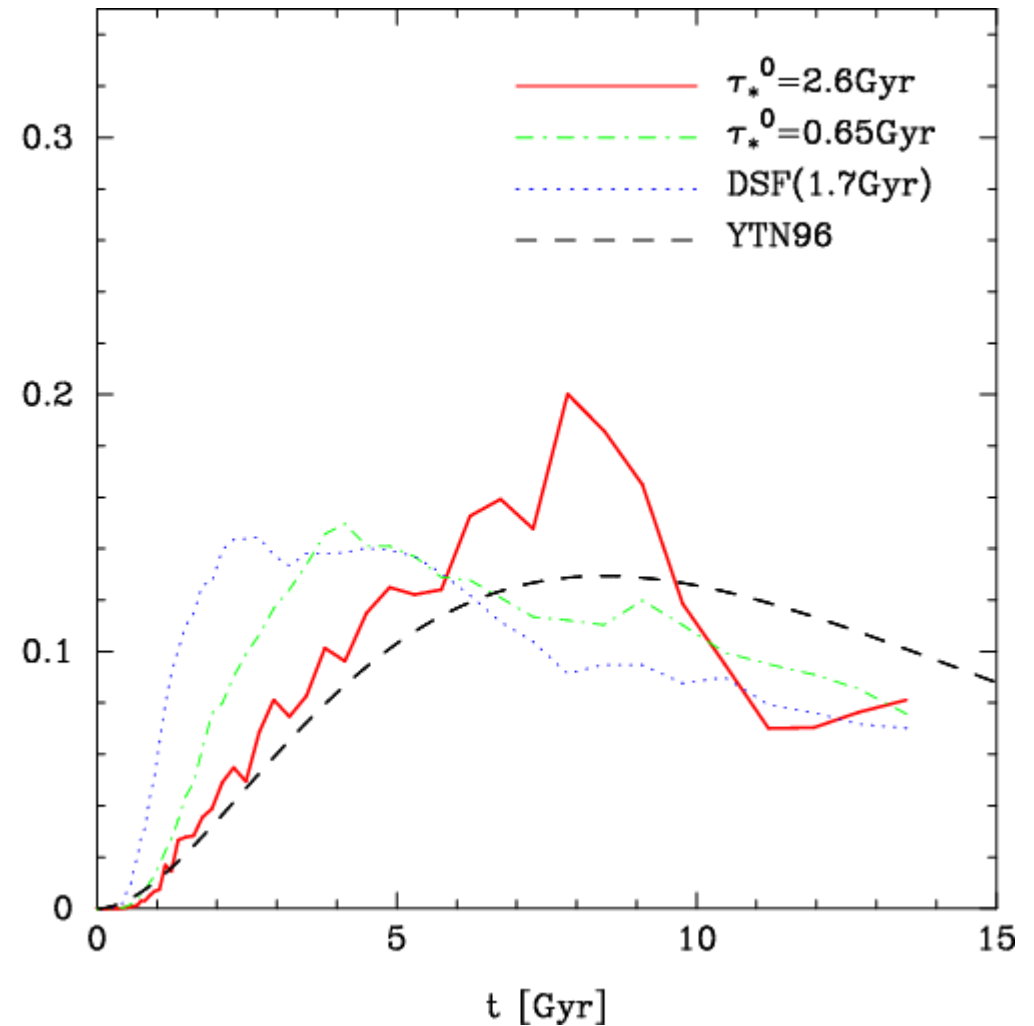
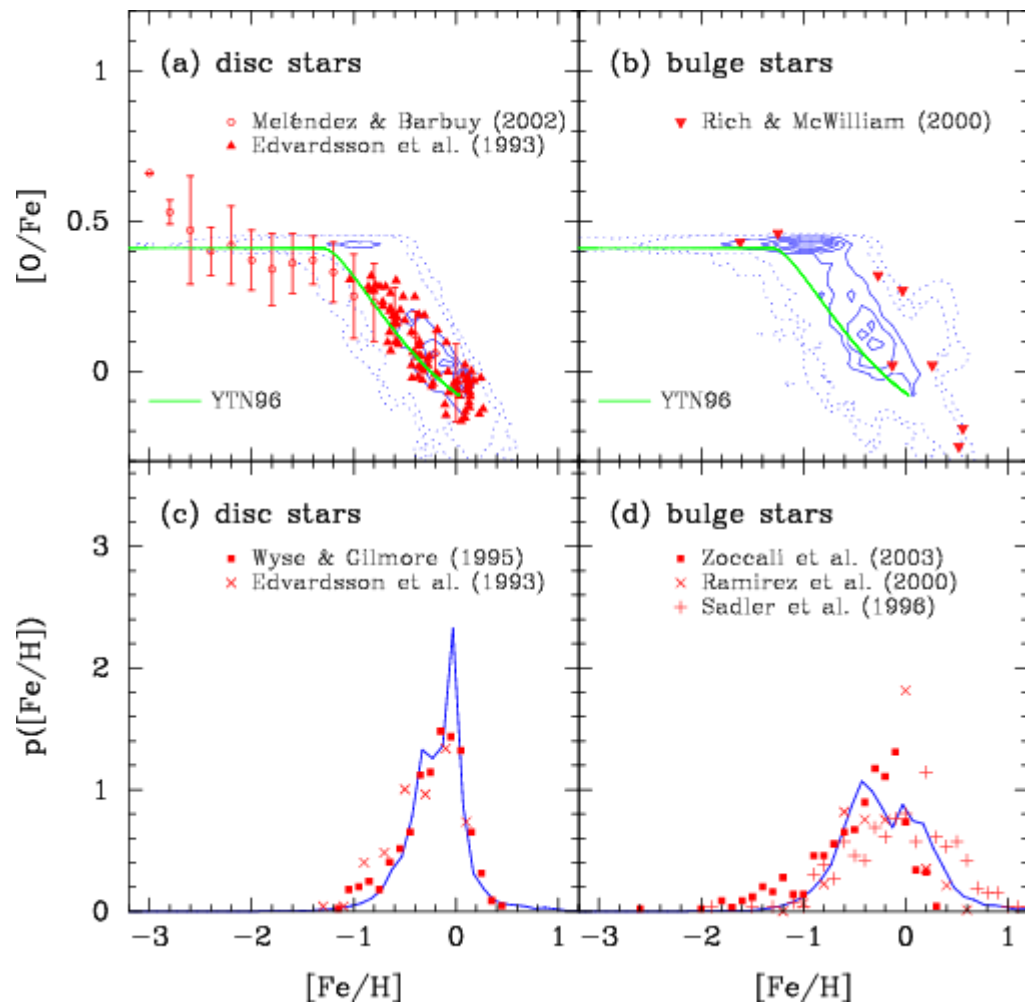
2.6Gyr

0.65Gyr



Star formation timescale(2)

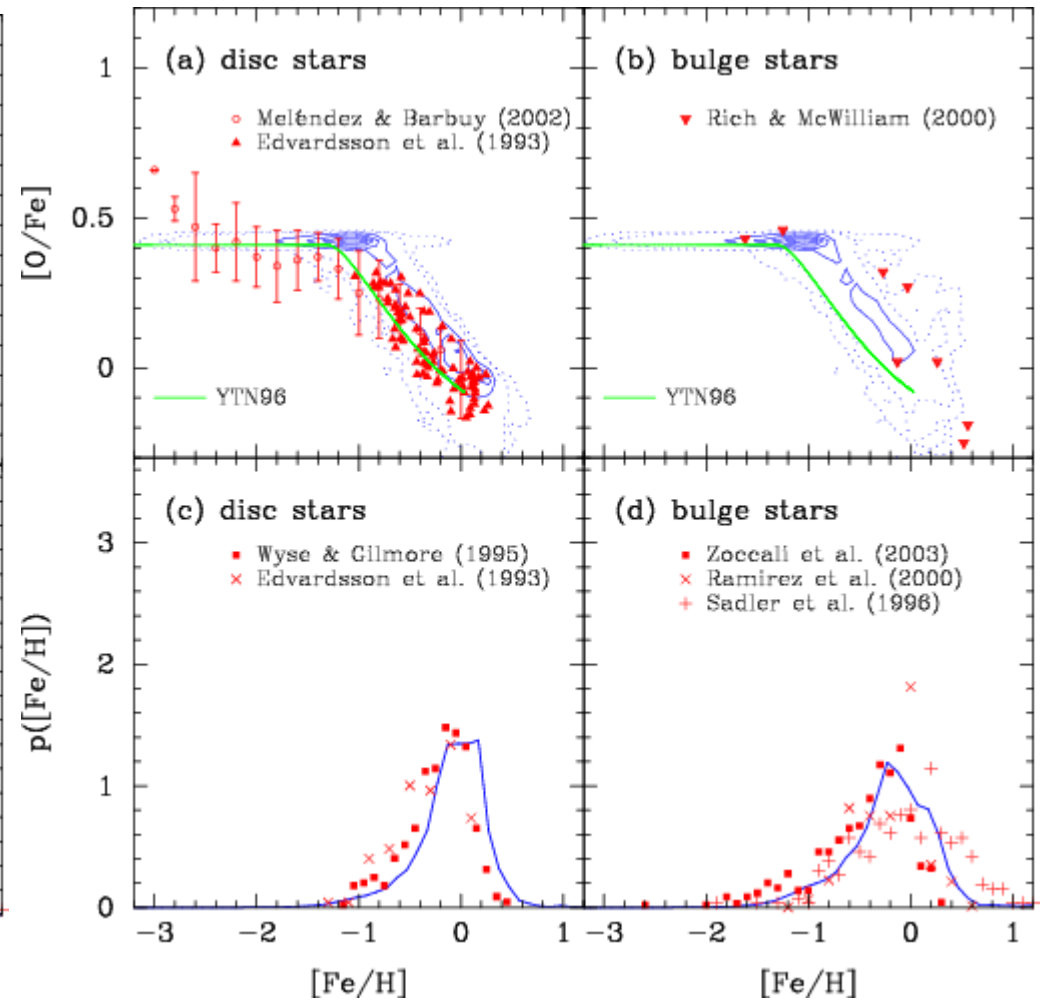
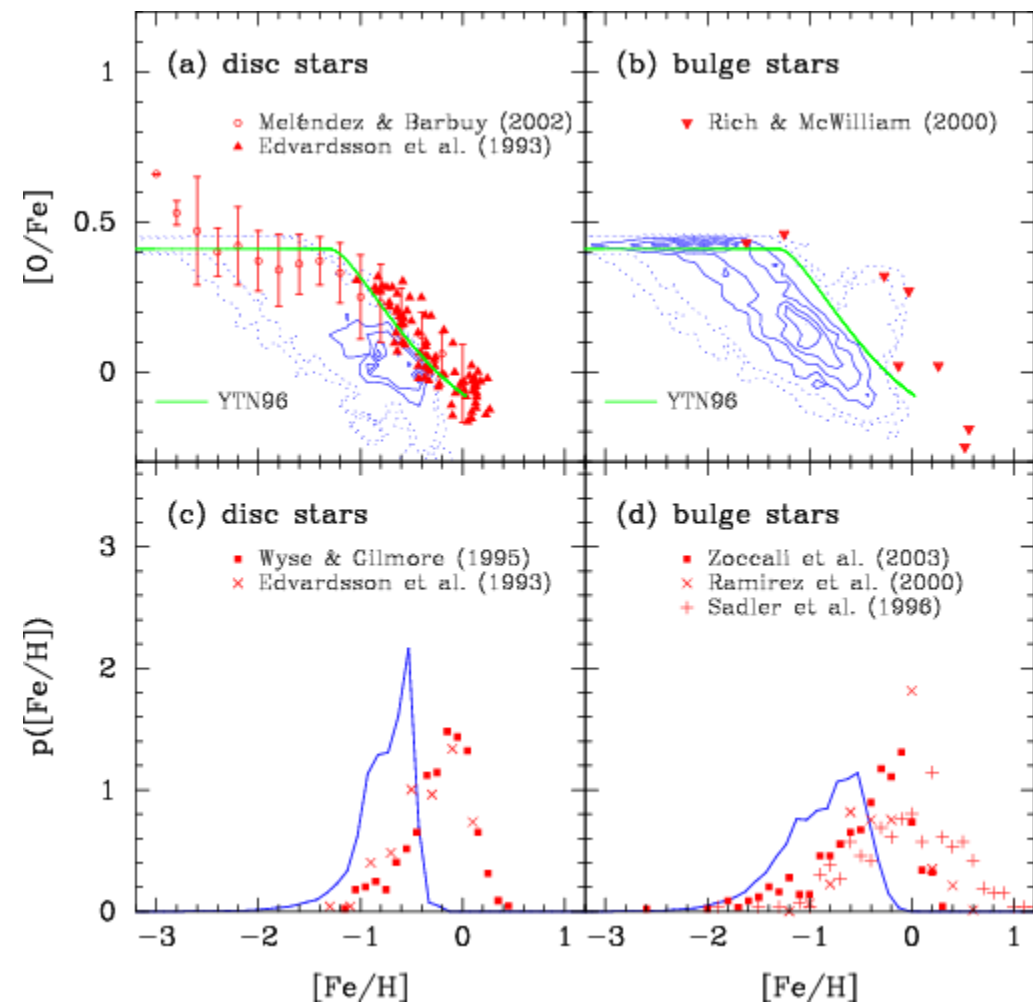
DSF



Supernova feedback

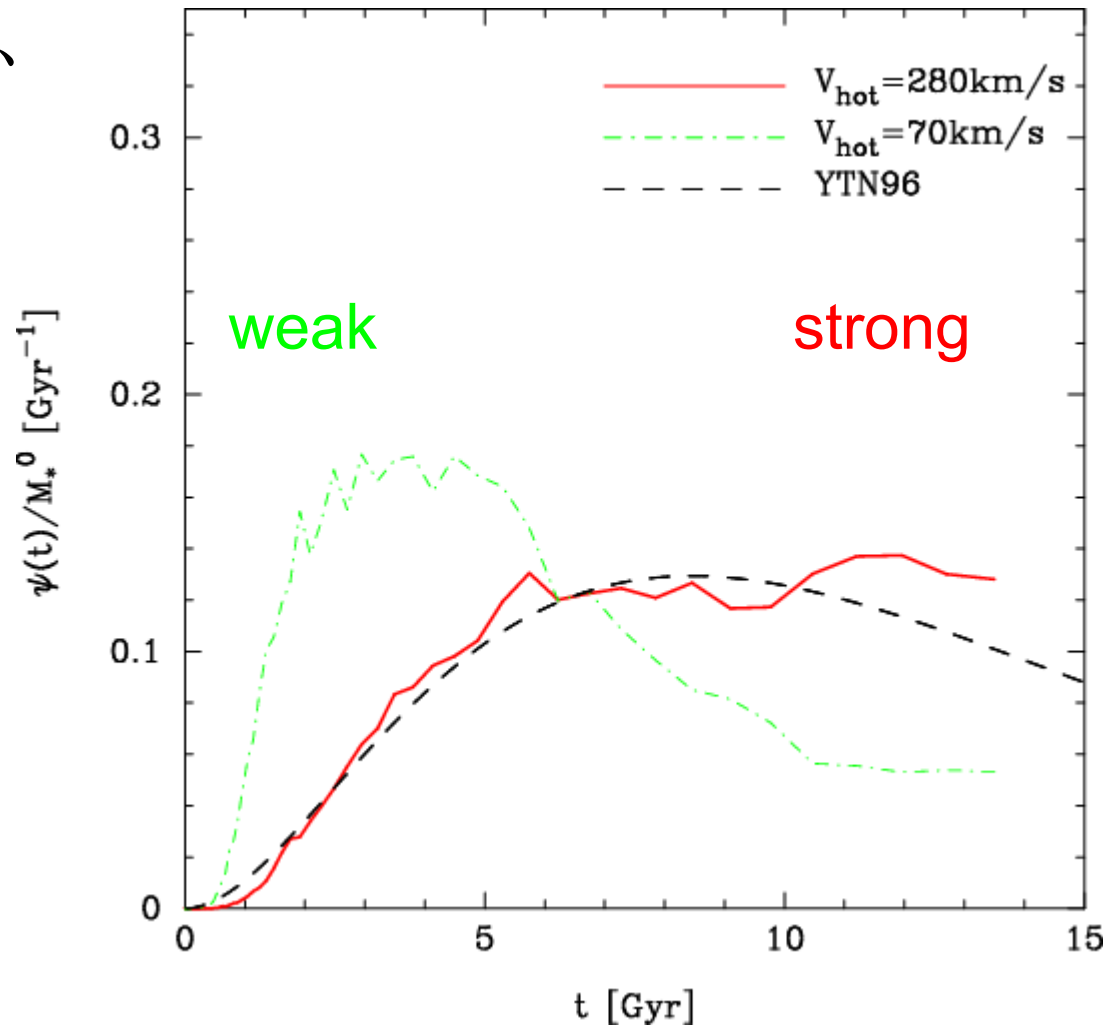
$V_{\text{hot}}=280\text{km/s}$ (strong)

70km/s (weak)



Supernova feedback(2)

SF history が同じでも、
feedback が違うと
結果が変わる
→ガスの outflow が
大きな影響



Feedback & enrichment due to SNI

α : 固定率 (~ 0.75)

y: yield

β : feedback の強さ

$$\langle Z_*(t) \rangle = Z_c^0 + \frac{\alpha y}{\alpha + \beta} \frac{1 - e^{-x} - x e^{-x}}{1 - e^{-x}}, \quad (10)$$

where $x = (\alpha + \beta)t/\tau_*$ and Z_c^0 is an initial metallicity of gas. At the limit $t/\tau_* \rightarrow \infty$, the mean metallicity becomes

$$\langle Z_*(\infty) \rangle \rightarrow Z_c^0 + \frac{\alpha y}{\alpha + \beta}. \quad (11)$$

Feedback が強い (β 大) と enrichment が進む前にガスが抜けてしまう

我々の銀河系：まとめ

- 準解析的モデルは、monolithic model が仮定していた星形成史をほぼ再現する
 - →ダークハローの形成史、ガスの冷却、超新星フィードバックのサイクルにより “infall” 的な進化に
- フィードバックは enrichment が進まないうちにガスを抜くため、星形成史が同じになっても結果がフィードバックによって変わる
- ディスクの星は、Salpeter 的な IMF で説明できる

結果II: 銀河団ガス(ICM)

- 銀河団ガス… 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: 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 α -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(~ 0.1 Gyr)

それぞれで IMF を変えて調べる

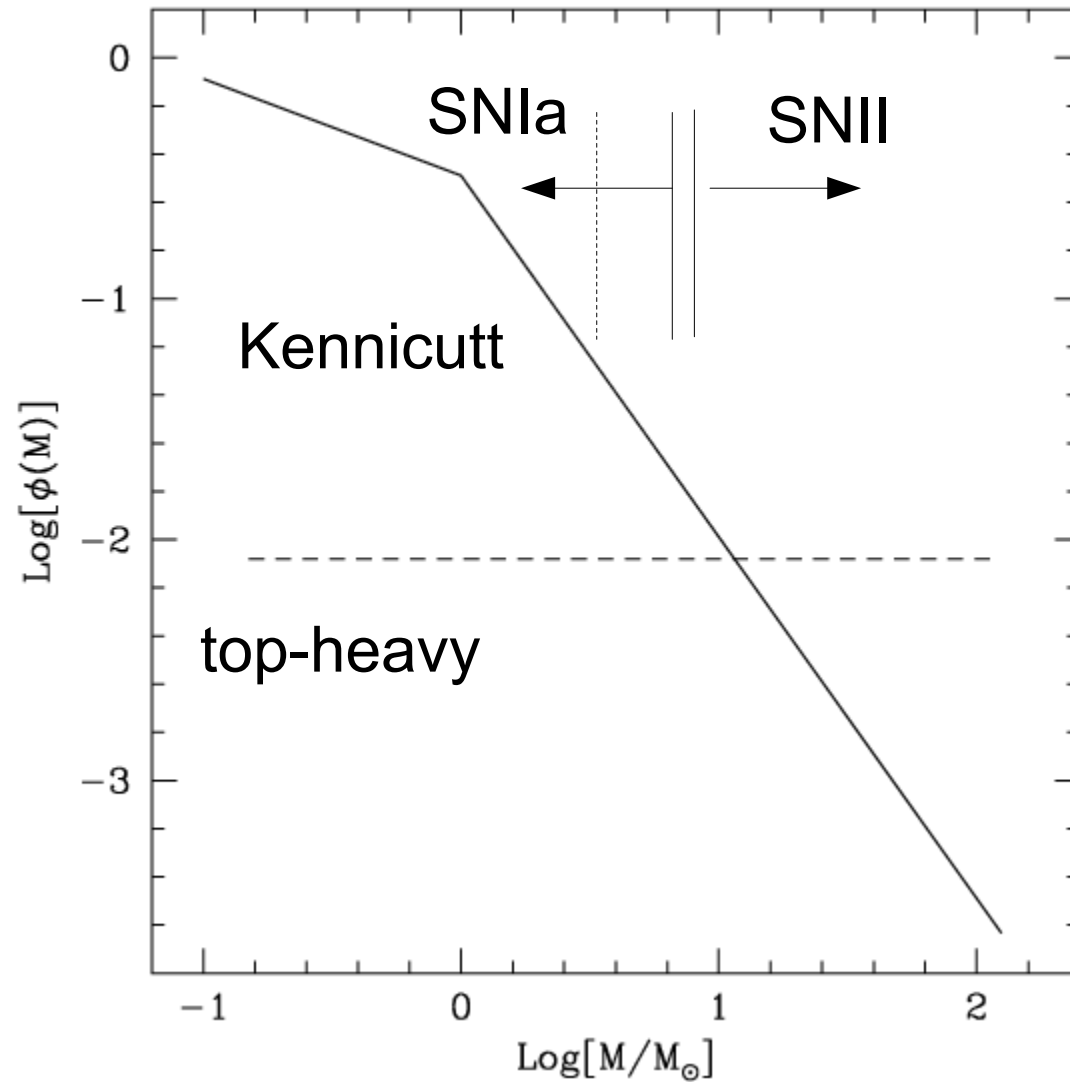
Kennicutt IMF for disk SF

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 $8M_{\text{sun}}$ の寿命程度なので)

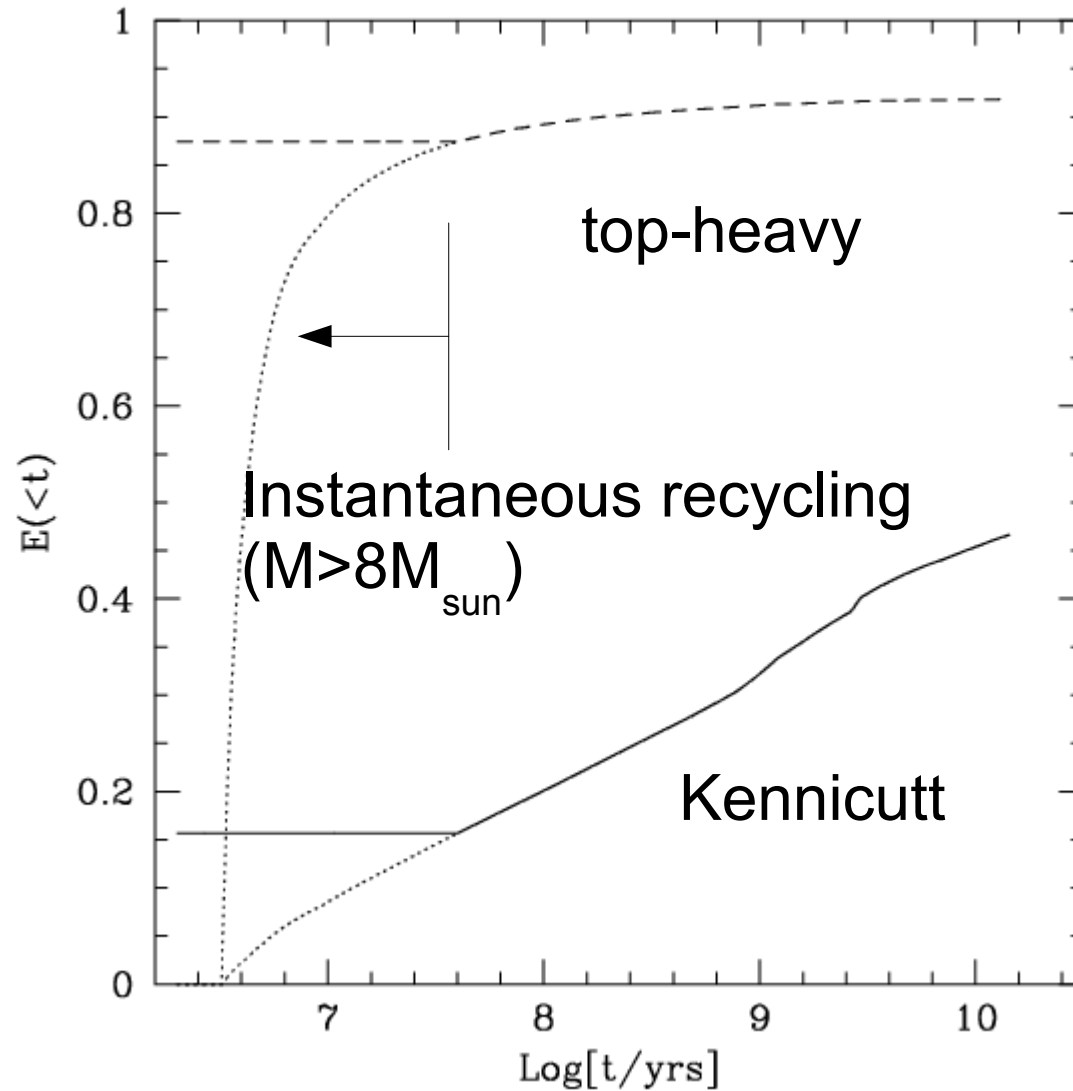
IMFs



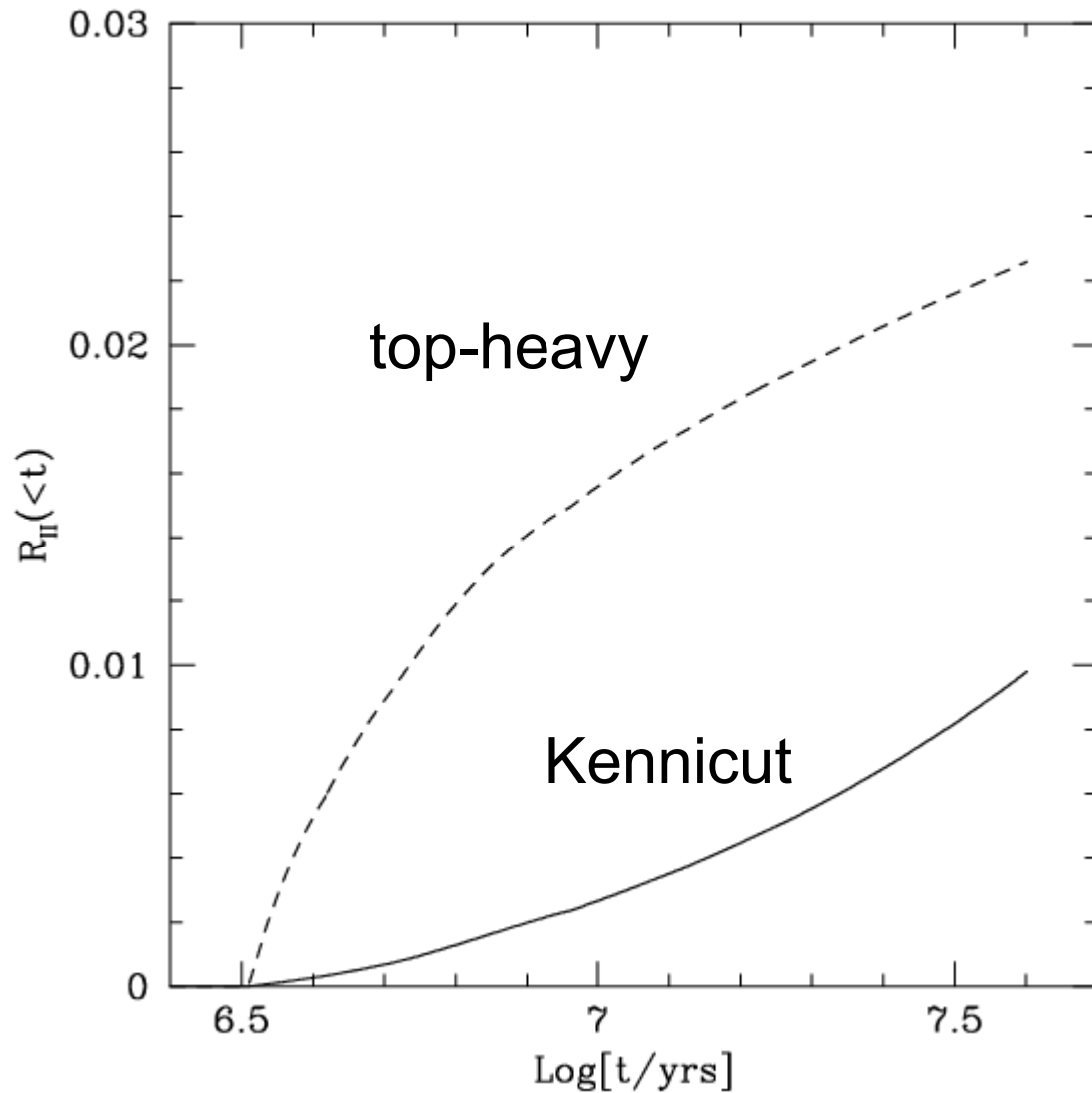
Top-heavy IMF:

α 元素は多いが、
Feは減る

Gas restitution rates

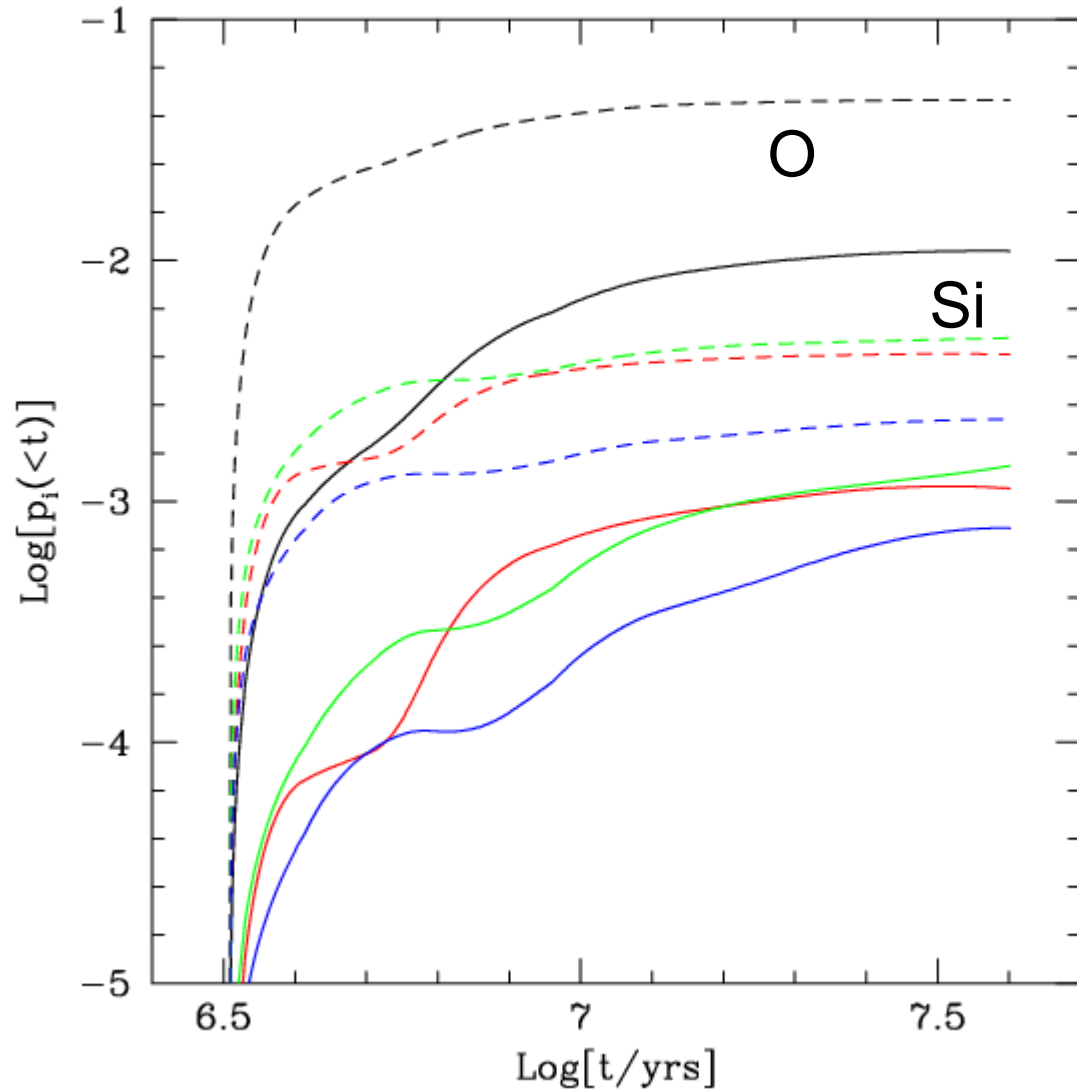


SNII rates



※実際使うのは8Msun
の値

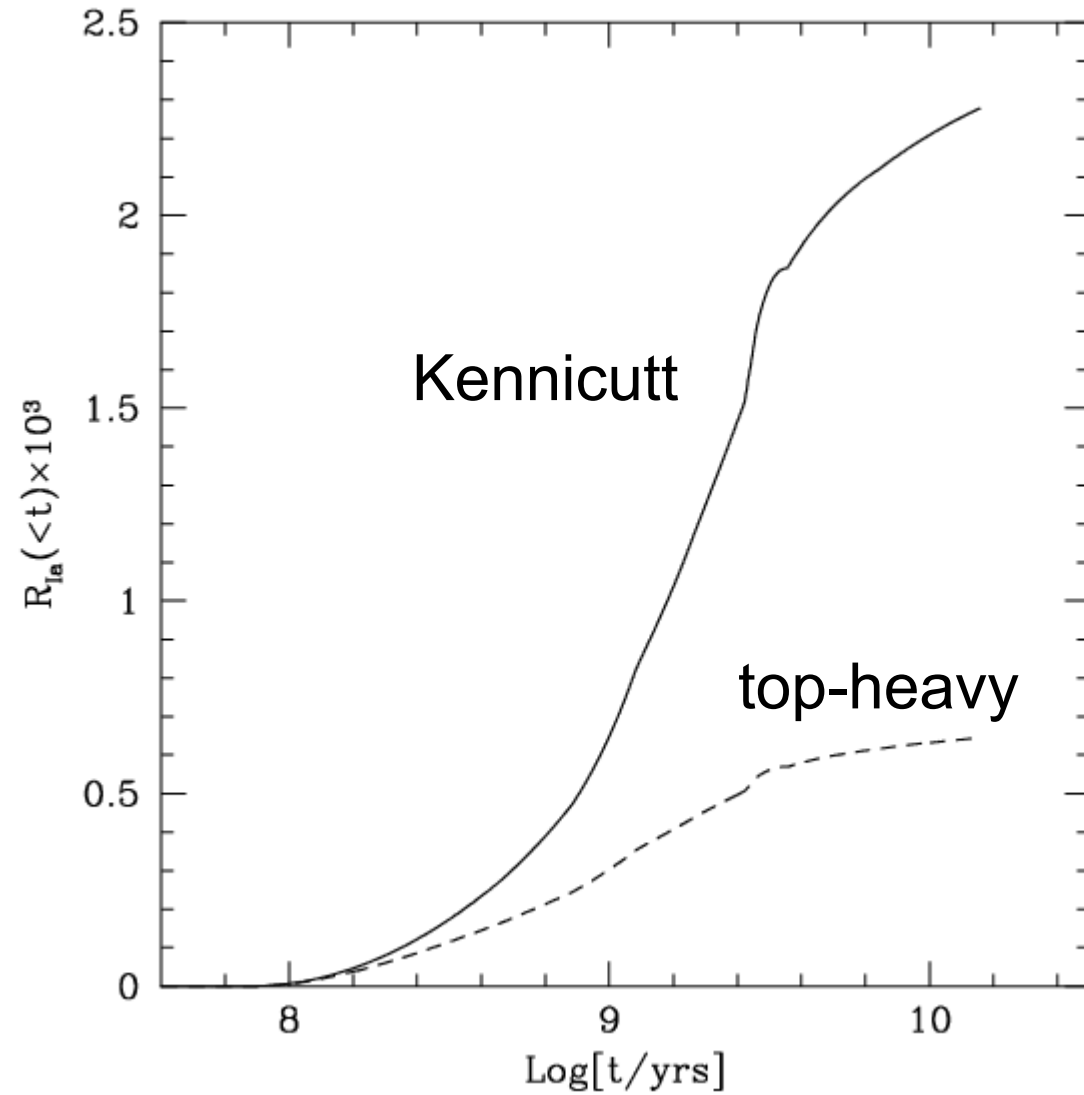
Chemical yields



※実際使うのは8Msun
の値

Mg
Fe

SNIa 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

+ $n^2 \Lambda = \kappa T / R^2$ (冷却 = 熱伝導による加熱) となったら冷却をストップ

$$V_{\text{cond}} = V_{\text{cond}}^0 (1+z)^{3/4} \quad V_{\text{cond}}^0 \simeq 10^3 \frac{\Delta}{200} \frac{f_{\text{hot}}^2}{f_{\text{Sp}}} \text{ km/s}$$

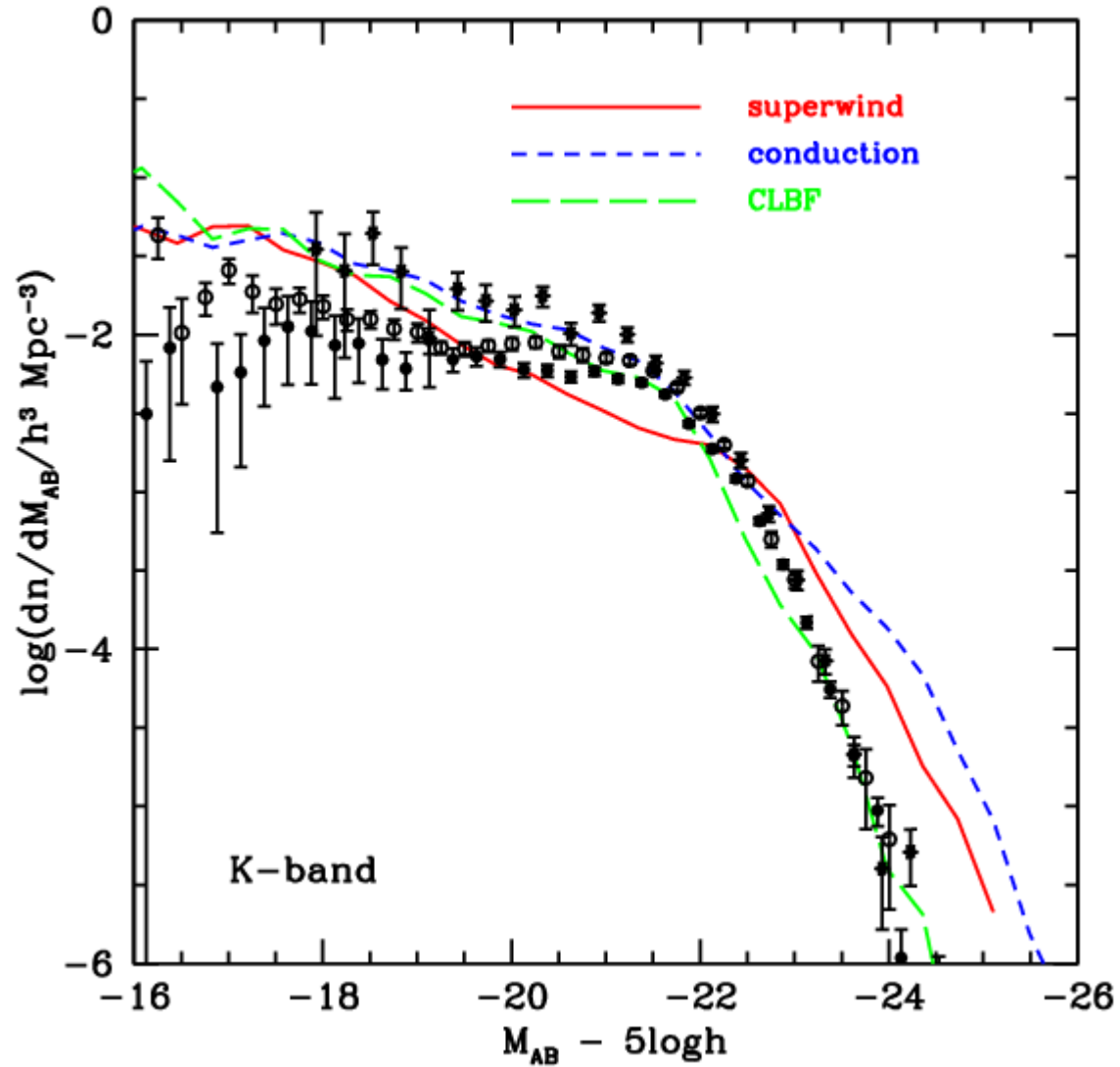
+しかし $V_{\text{cond}}^0 = 100 \text{ km/s}$ 程度が必要

→ おそらく AGN 等による加熱が重要

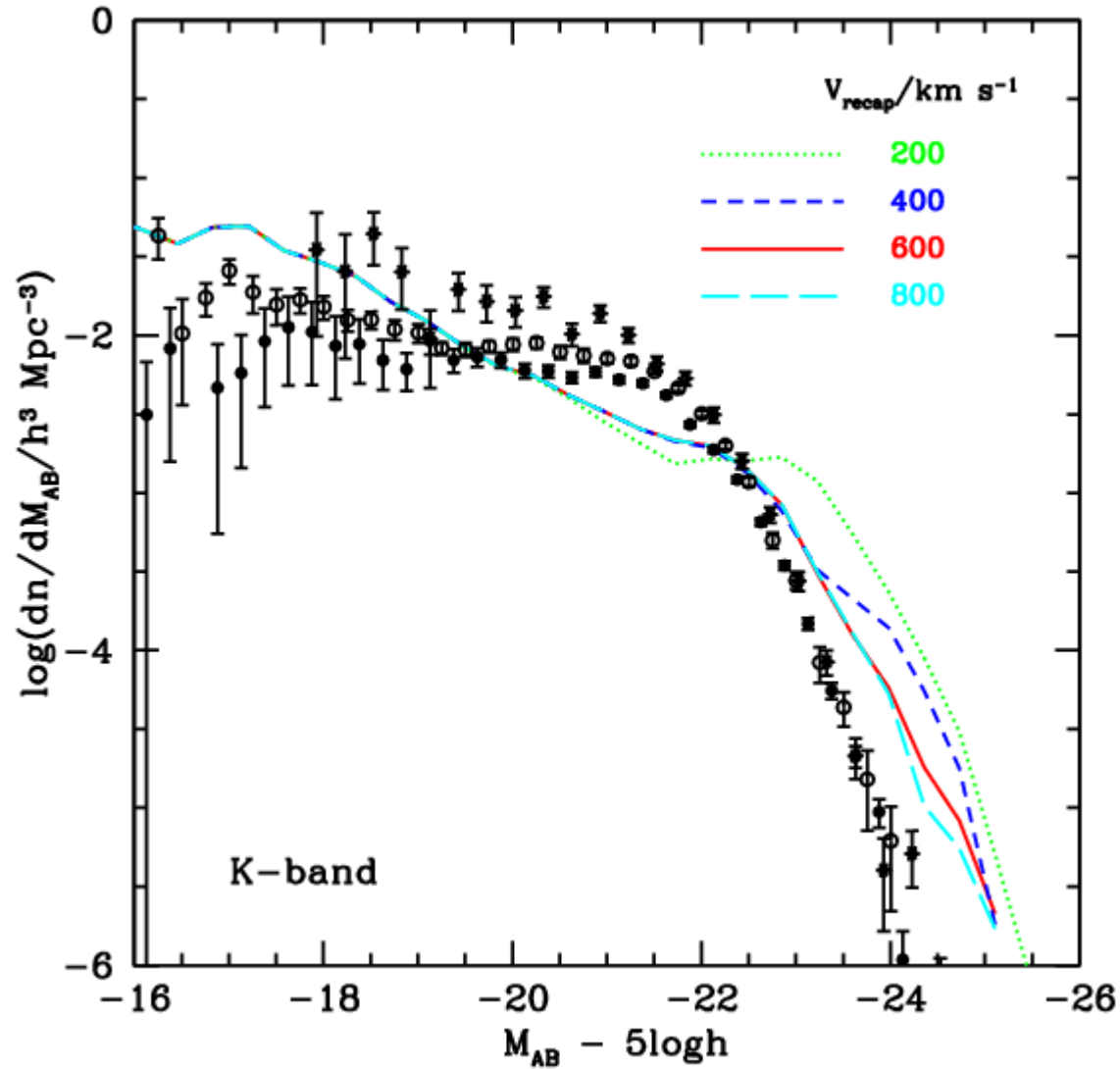
- Cole et al. (2000) model (CLBF)

+original のモデル ; すべて Kennicutt IMF

K-band luminosity functions



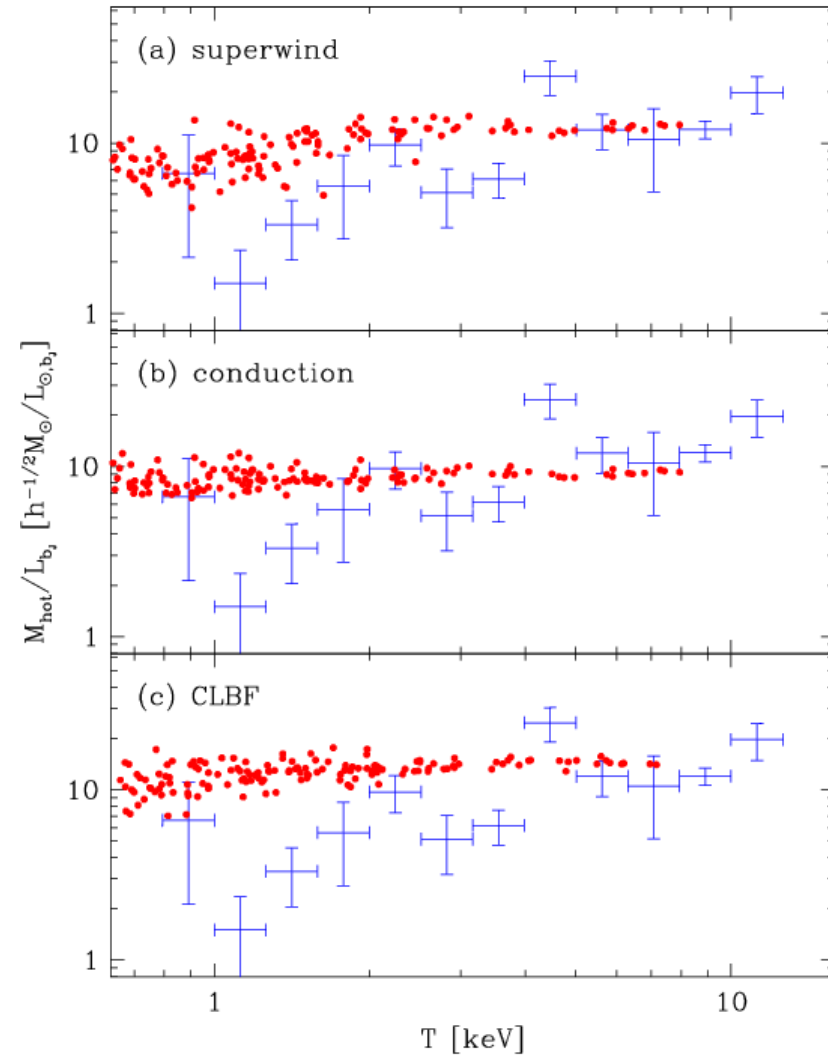
K-band LF (dependence on V_{recap})



Mgas/Lgal ratios

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

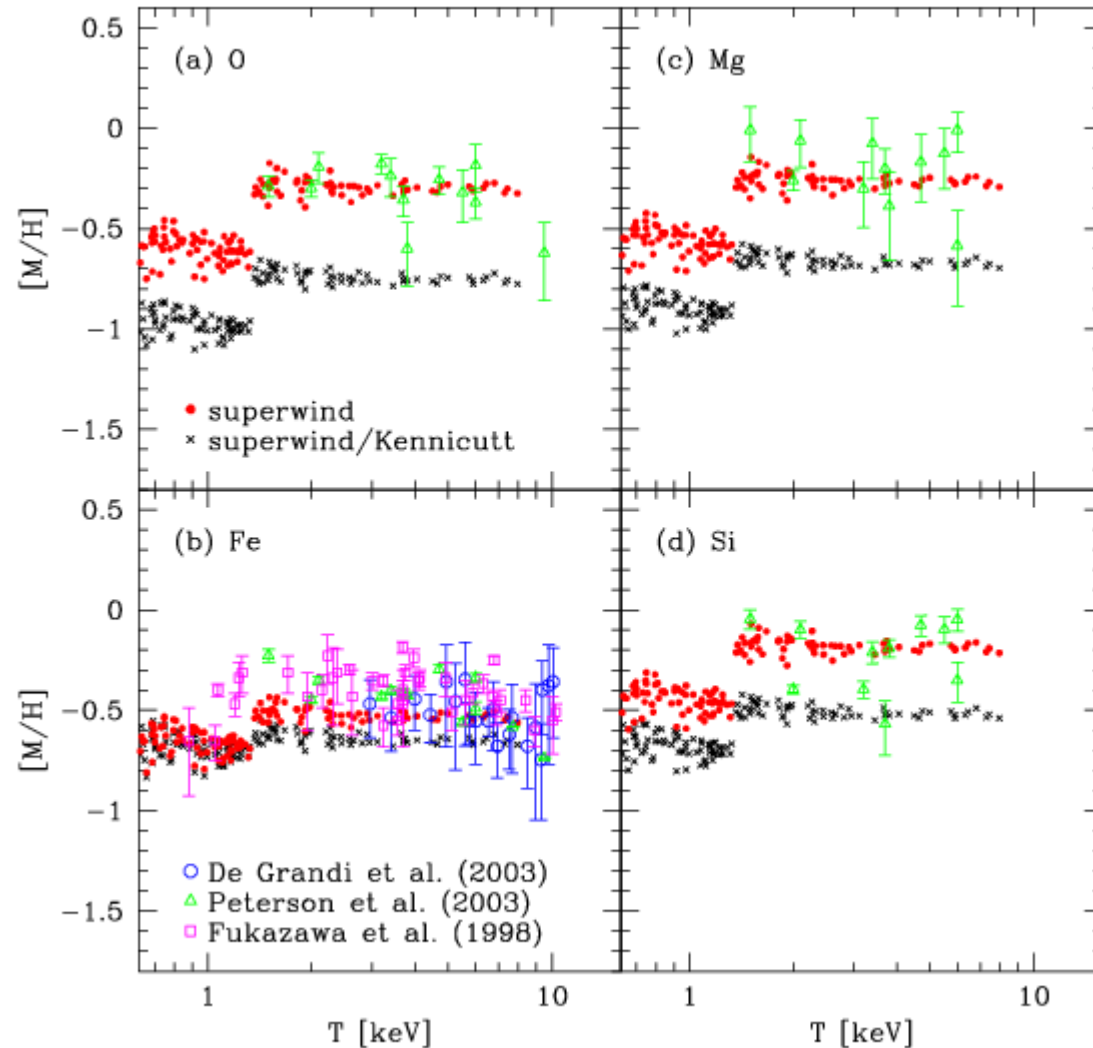
Obs. Data:
Sanderson et al.(2003)
Sanderson & Ponman (2003)



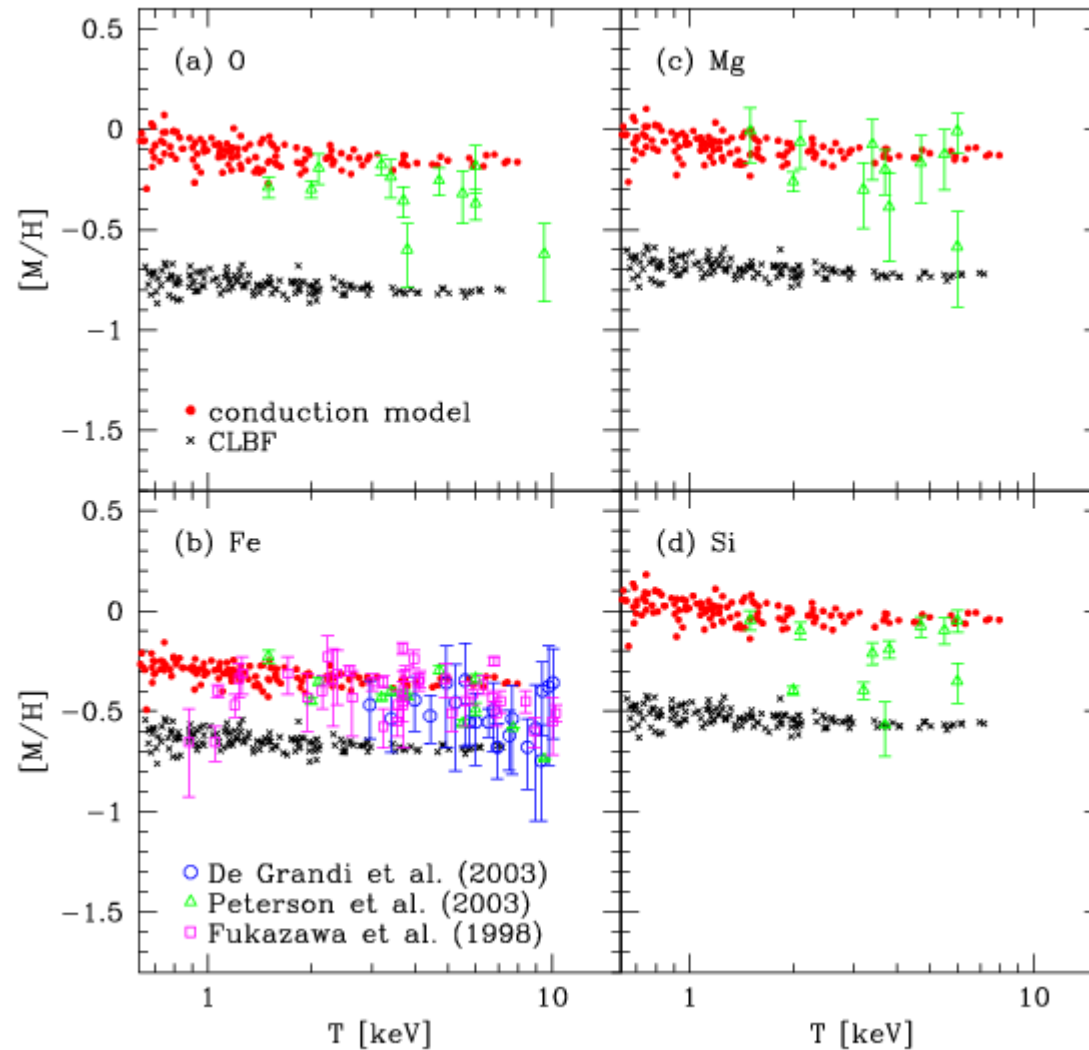
ICM metal abundances (superwind)

Burst時にtop-heavy IMFを入れることで、観測を再現

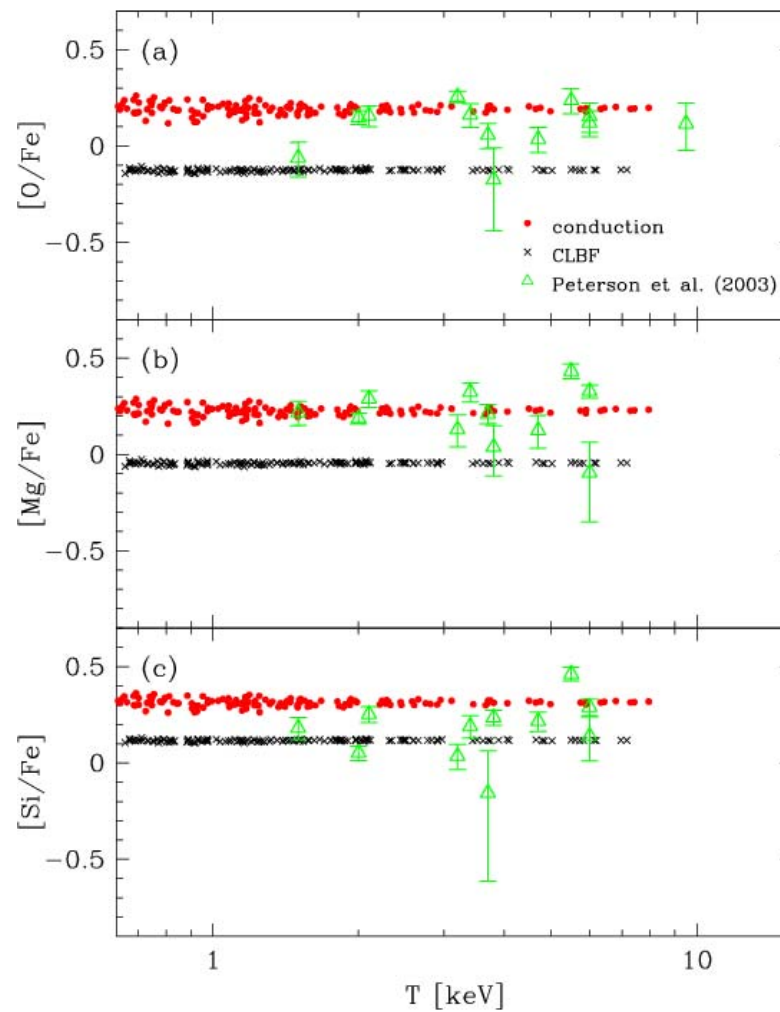
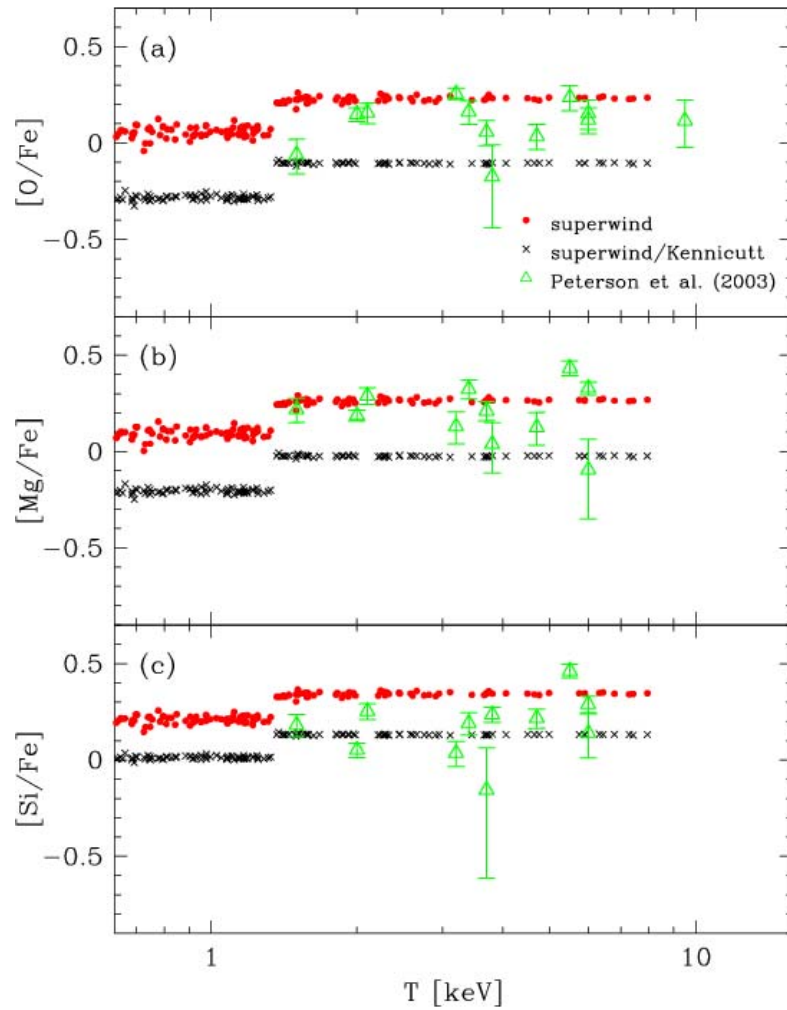
観測データは重元素勾配を補正(中心付近の metallicityのデータを、典型的な勾配を仮定し、全体での平均値に補正)



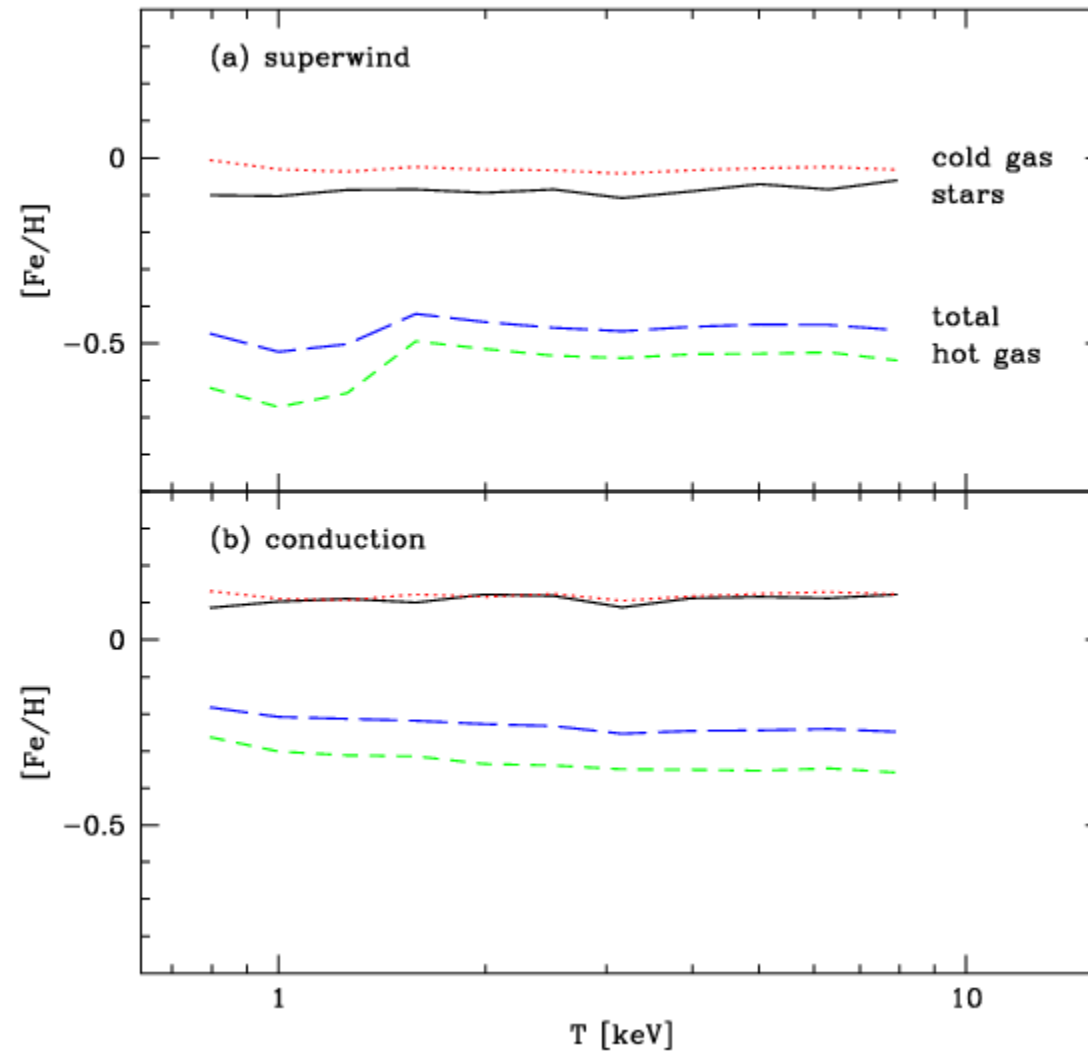
ICM metal abundances (conduction)



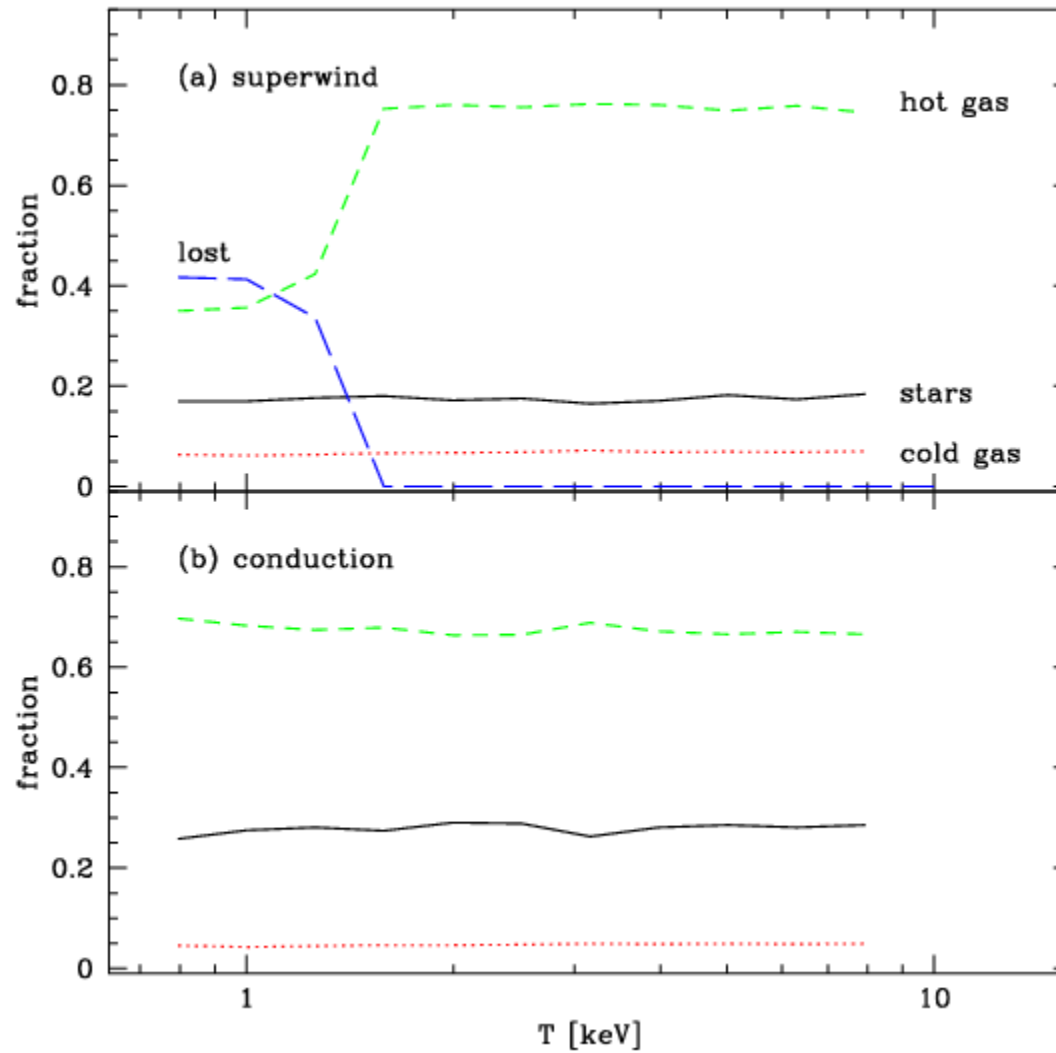
Abundance ratios



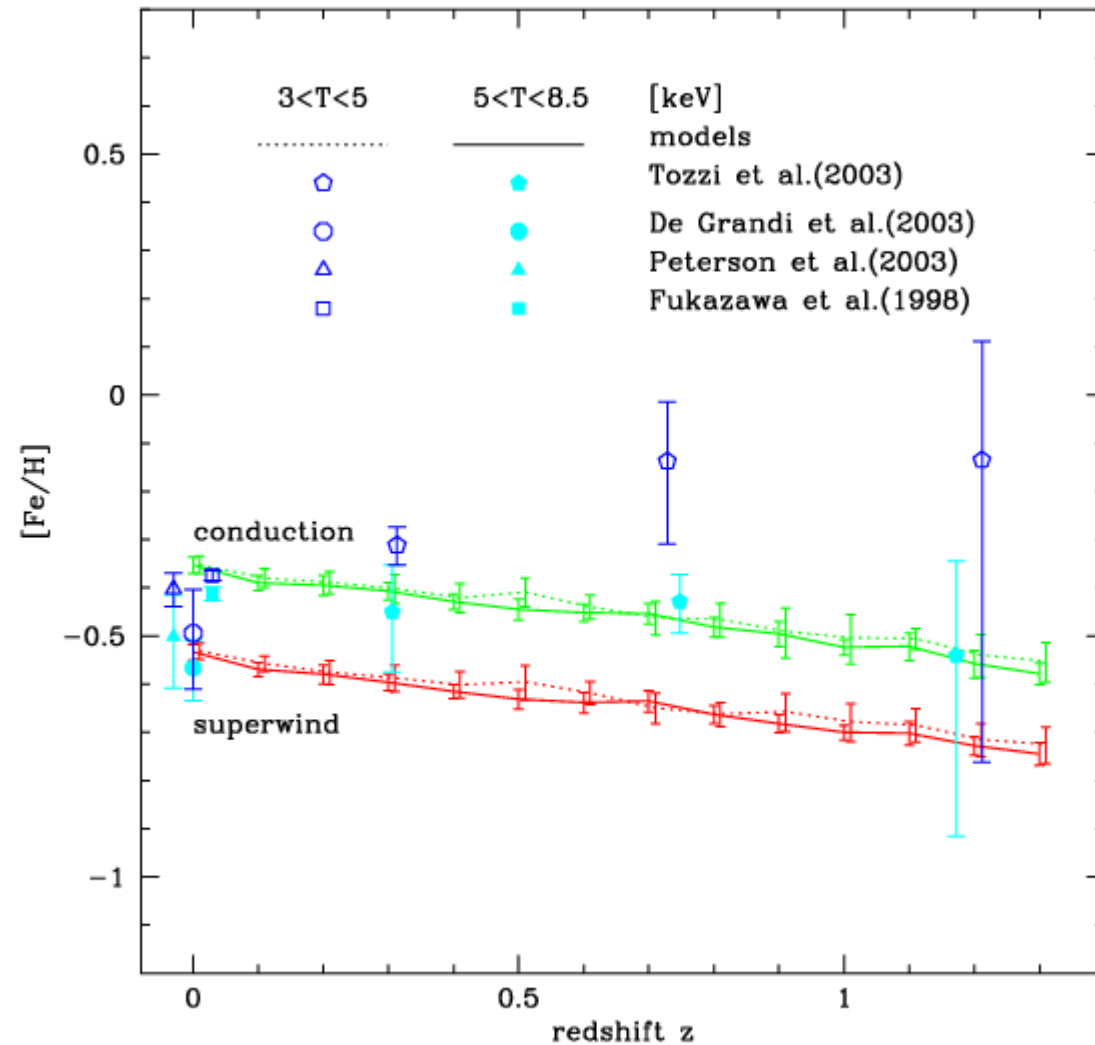
metallicities



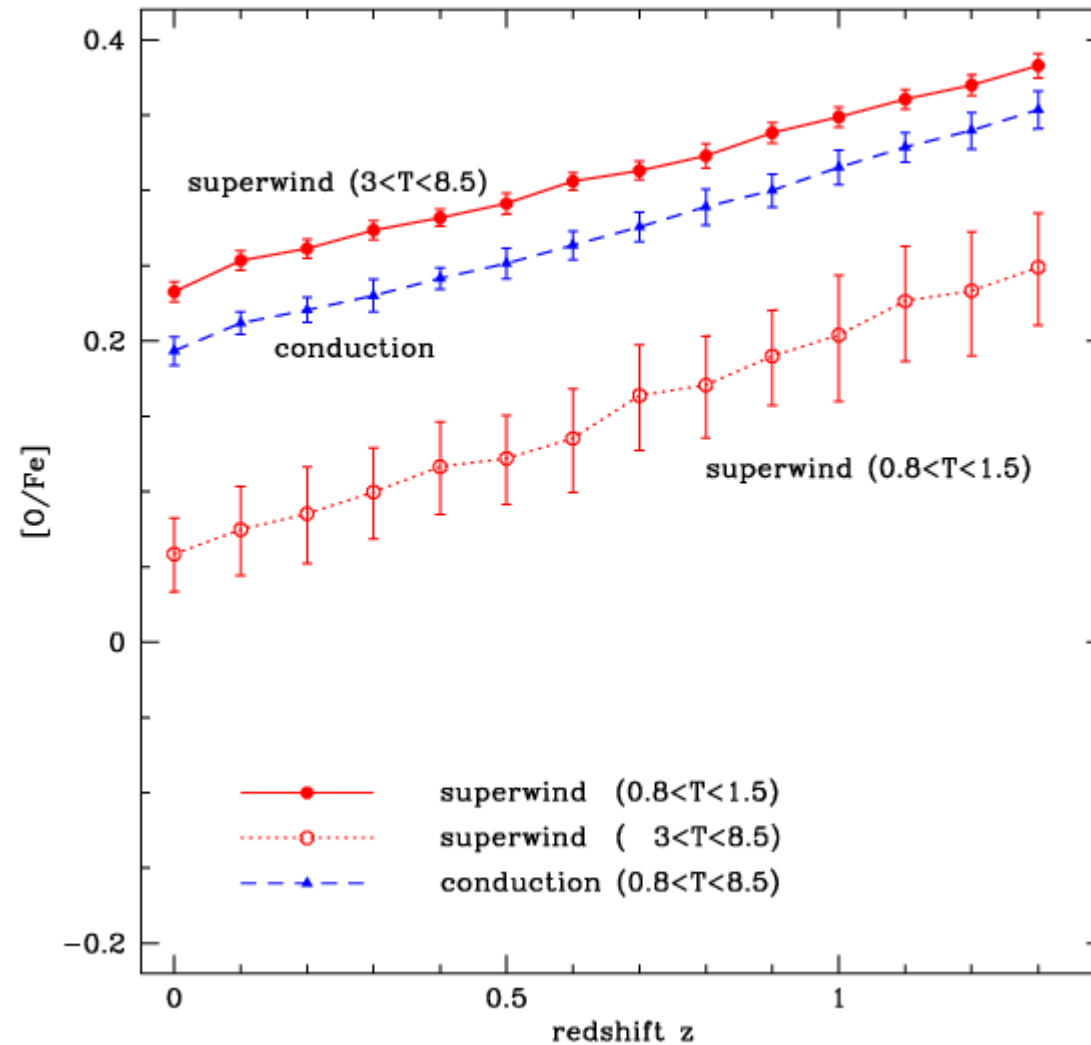
Metal fractions



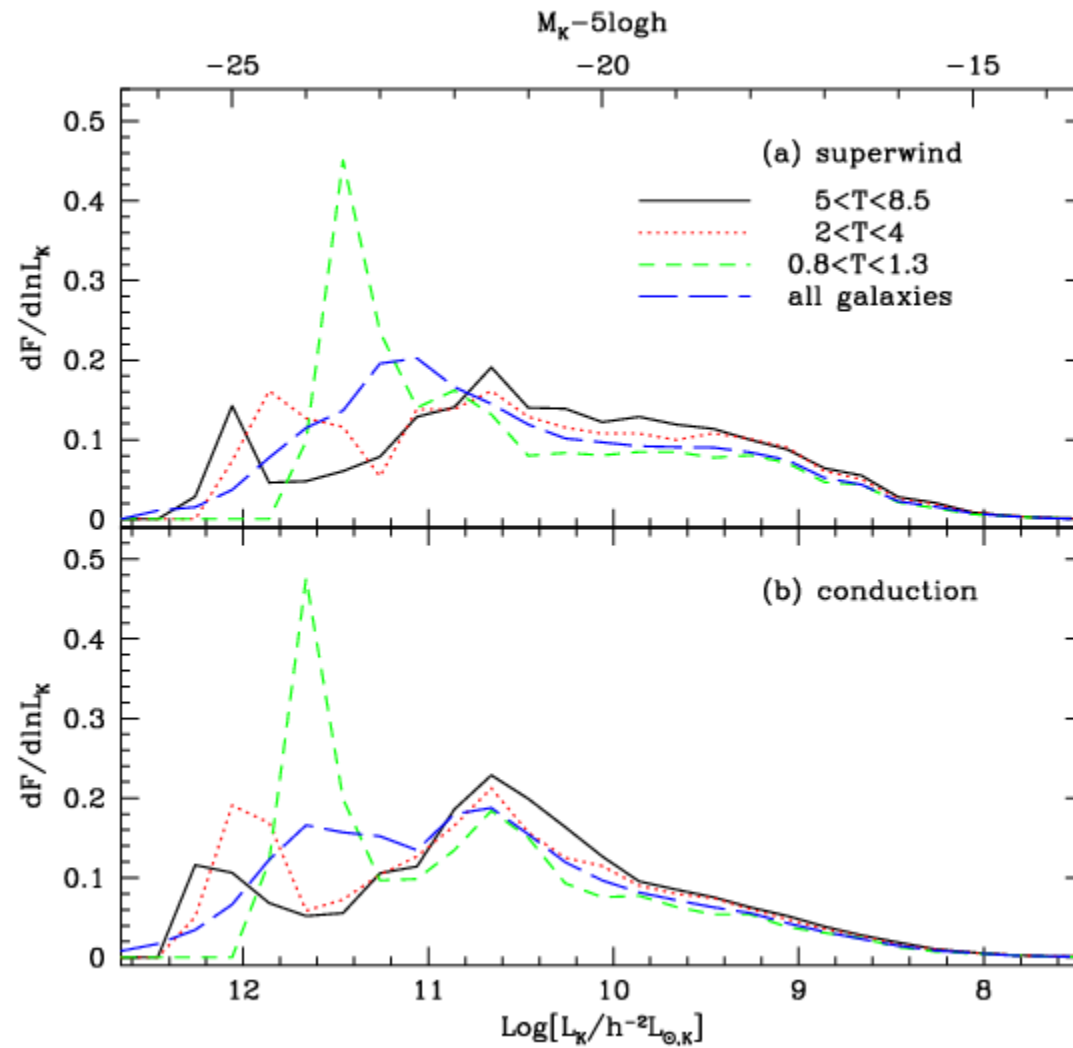
Redshift evolution of $[Fe/H]$



Redshift evolution of [O/Fe]



Contrib. of galaxies to metal production



結果III. 楕円銀河

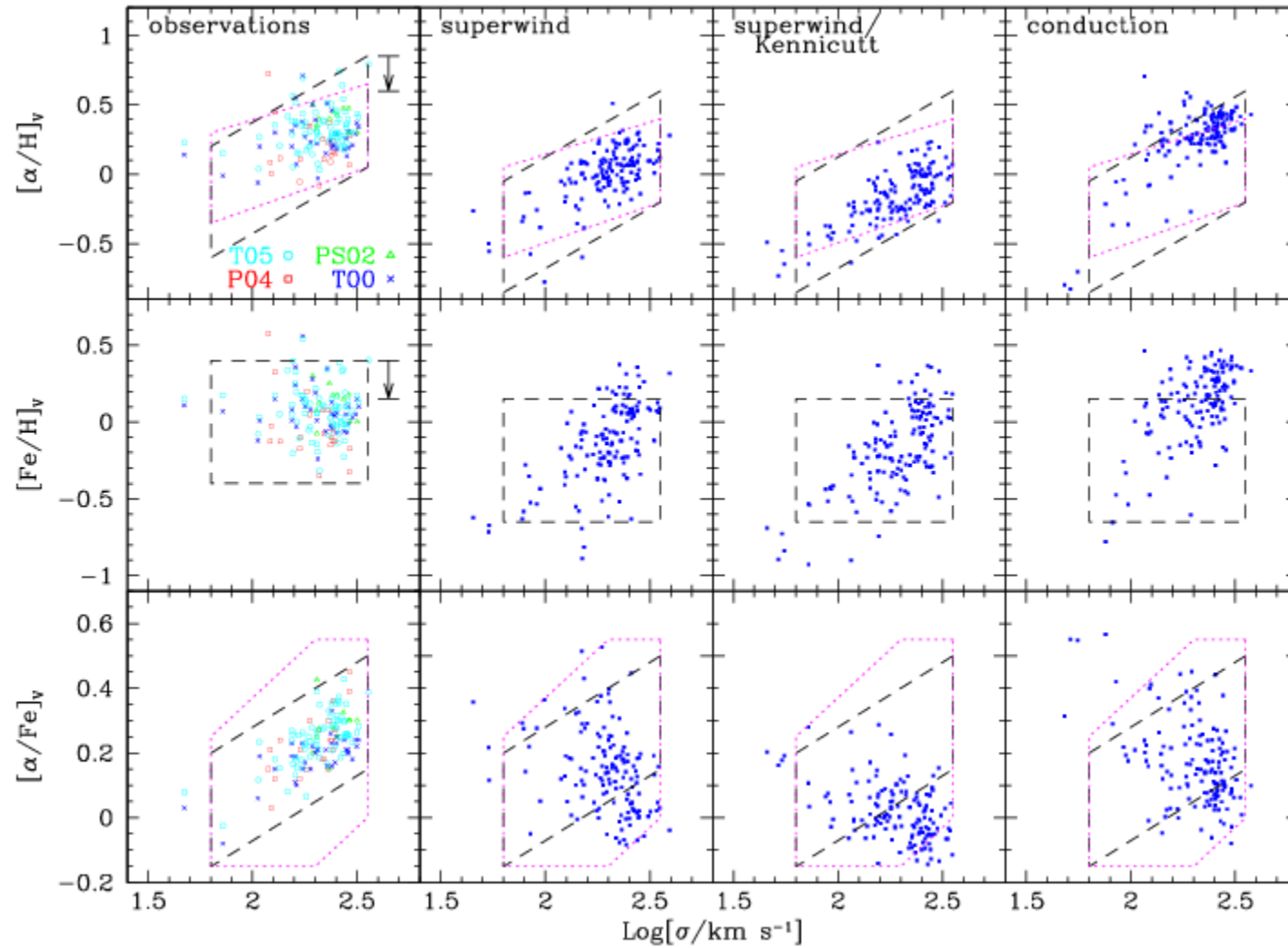
いまのと同じモデルを使い、楕円銀河の星の metallicity を調べる

過去の問題点：

観測的には σ が大きいほど $[\alpha/\text{Fe}]$ が大きかったが、簡単なモデル計算では、 $[\alpha/\text{Fe}]$ が σ とともに小さくなってしまふ

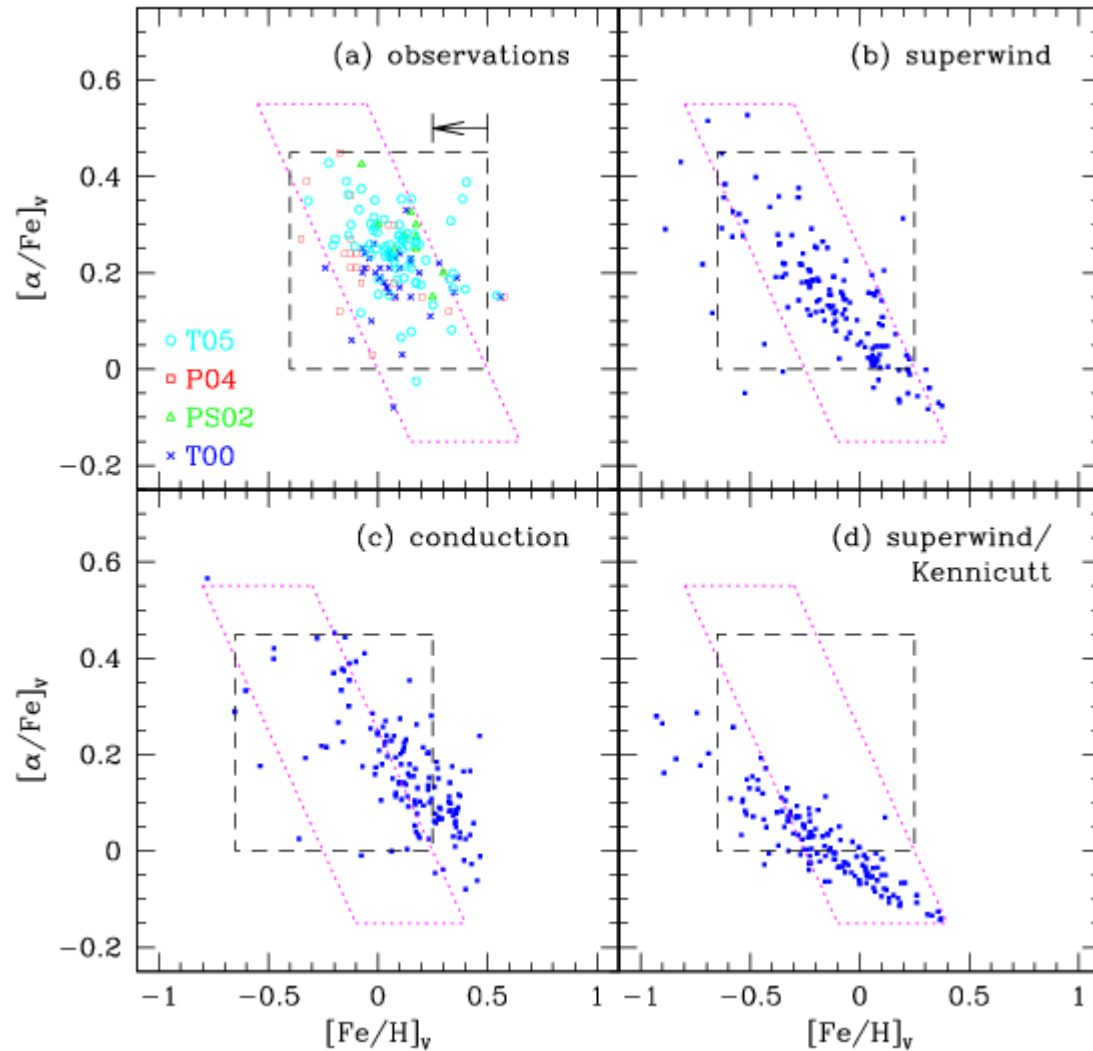
→ dwarf E で SNe Ia 効かせられないから

楕円銀河の metallicity と σ



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

明らかに Kennicutt only は合わない



Lick indices の直接計算

直接の観測量 : line profiles

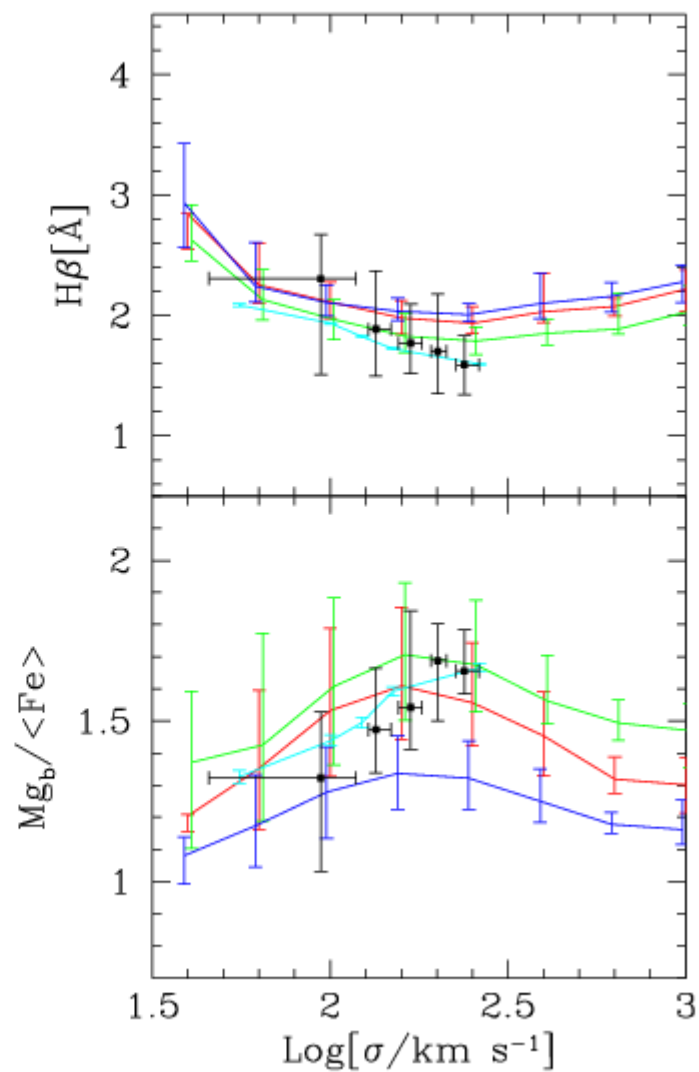
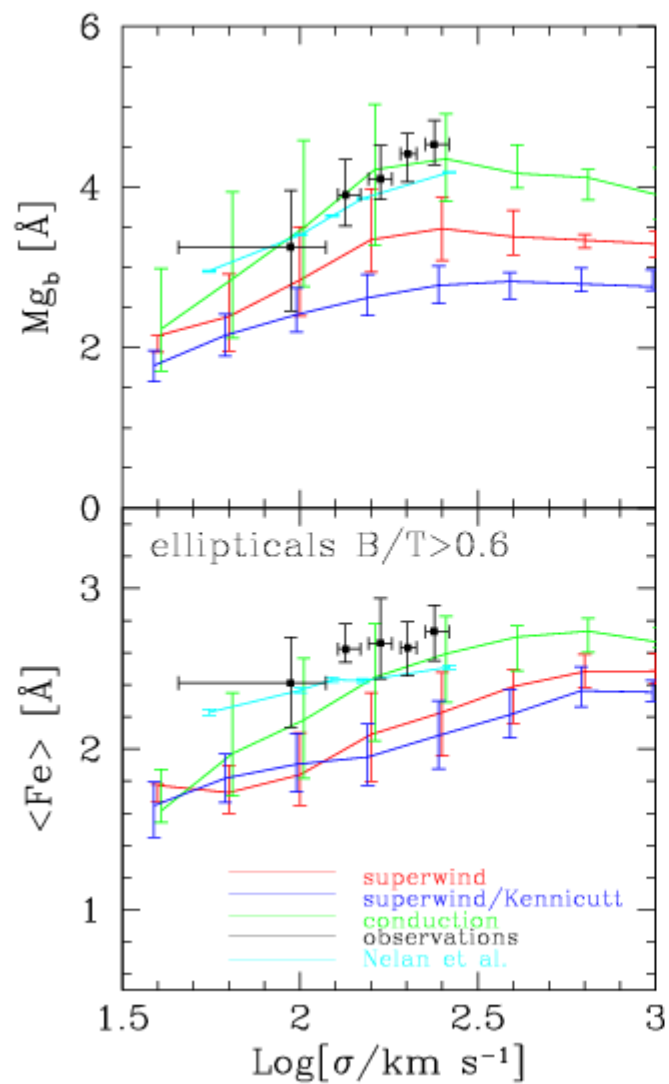
→ Mgb, $\langle \text{Fe} \rangle$, $\text{H}\beta$, ...

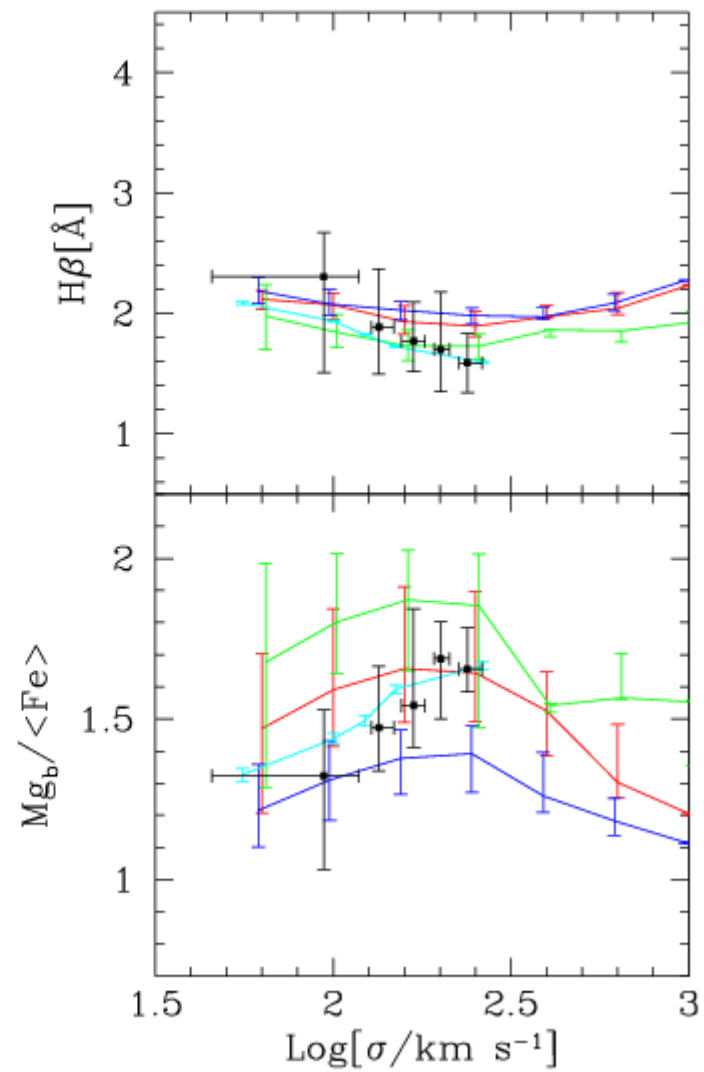
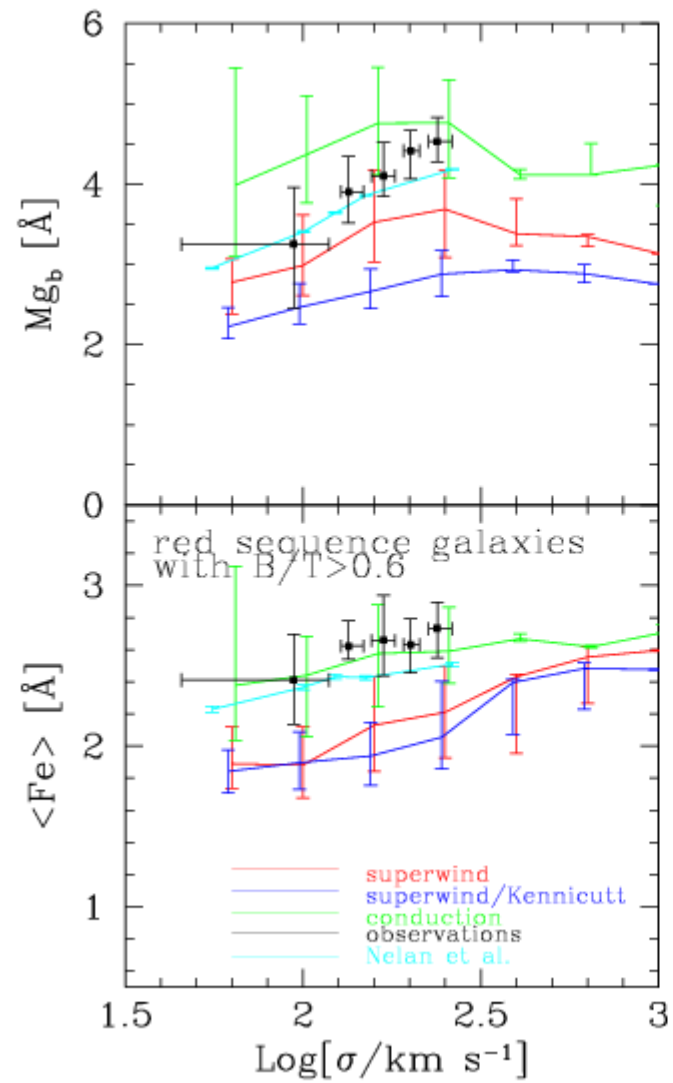
これらから metallicity に焼きなおす

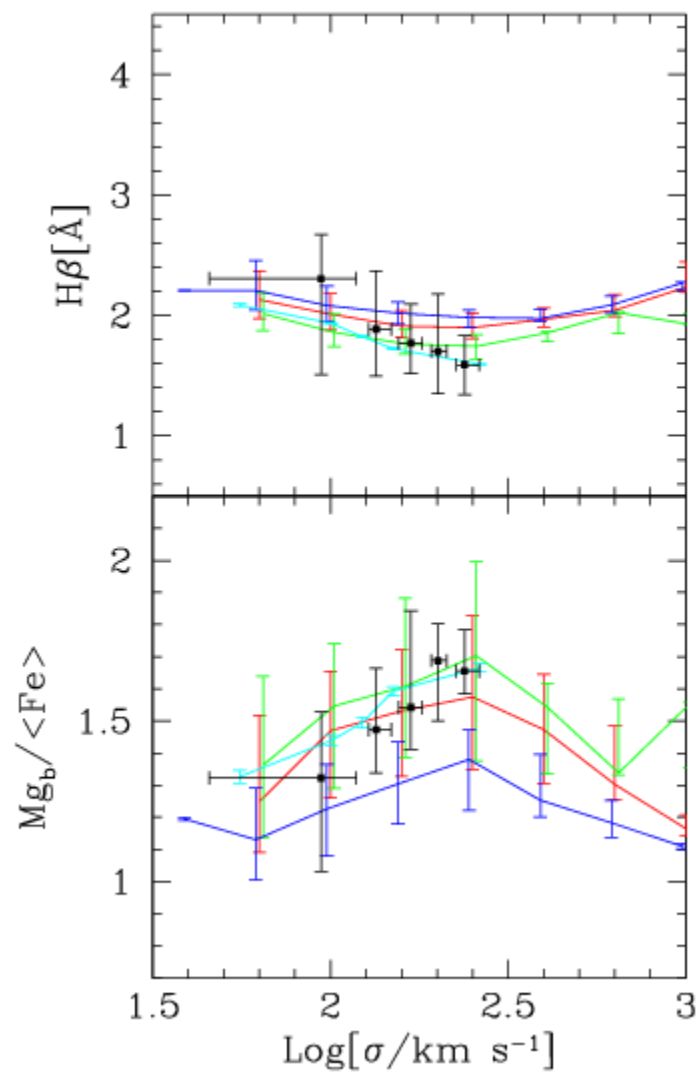
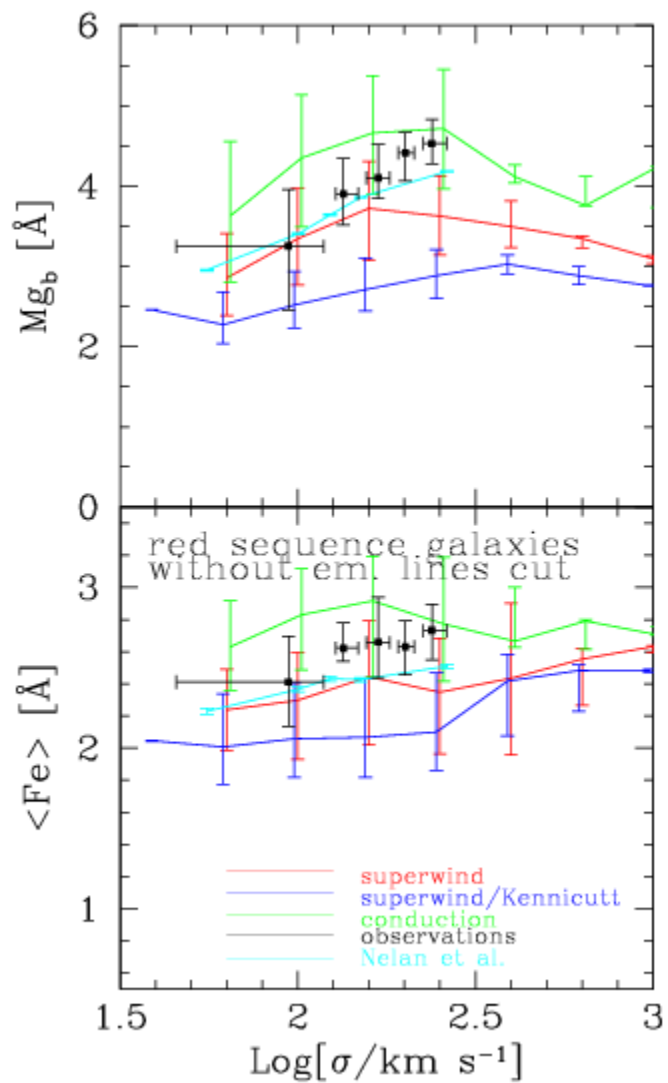
しかし、重元素量と年齢等が複雑に絡み合っている。しかも、依存性が線型ではない

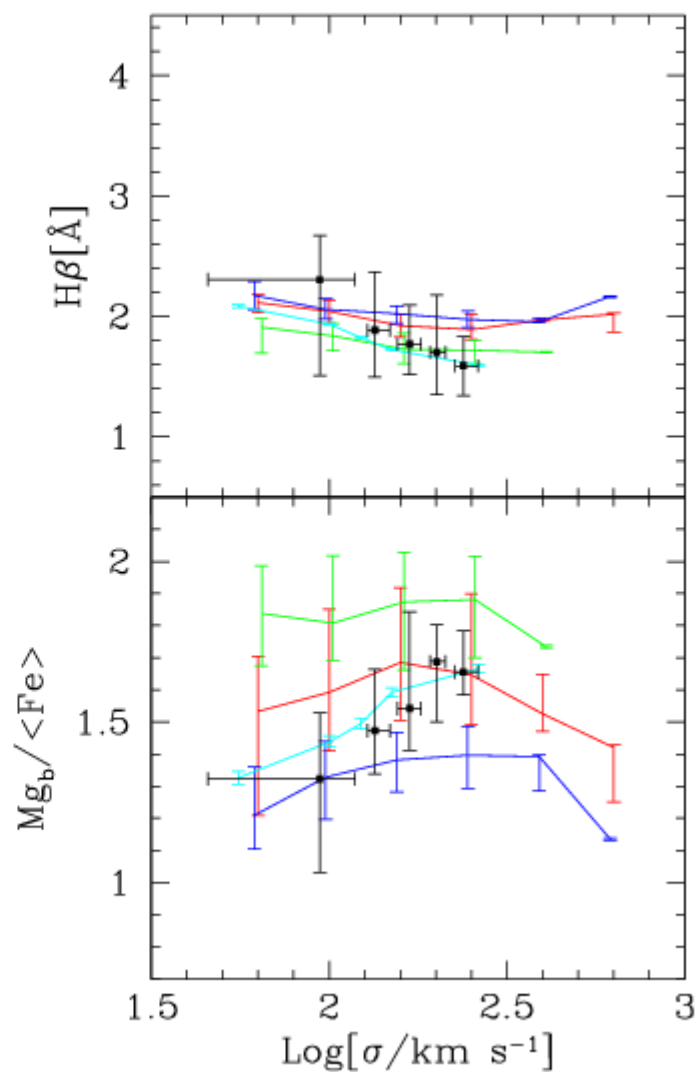
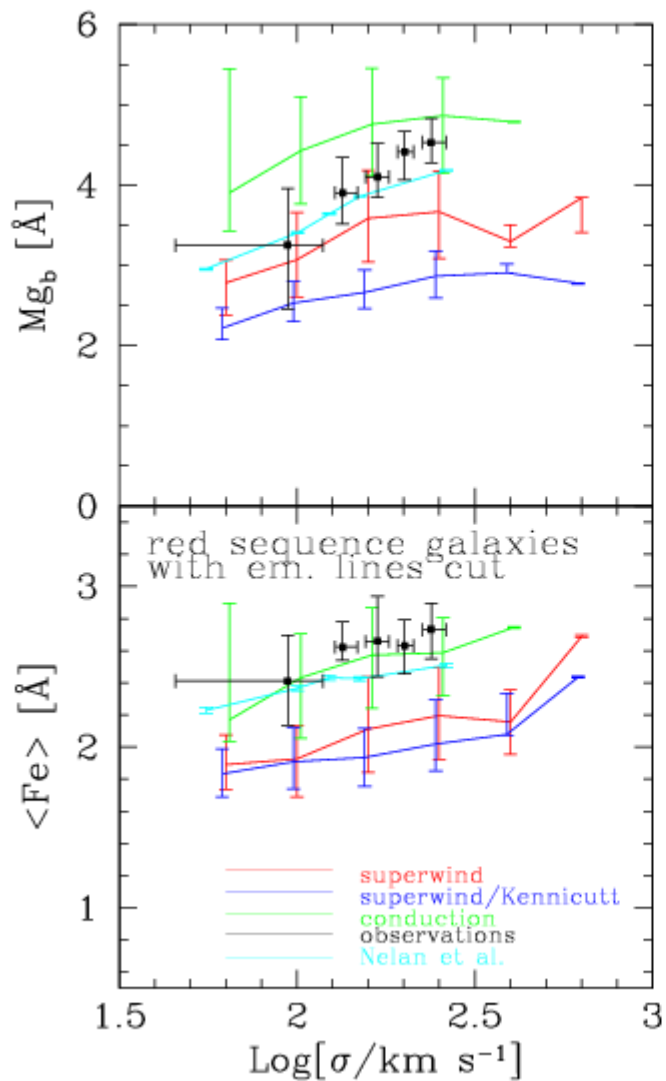
★この不定性が大きいのでは？

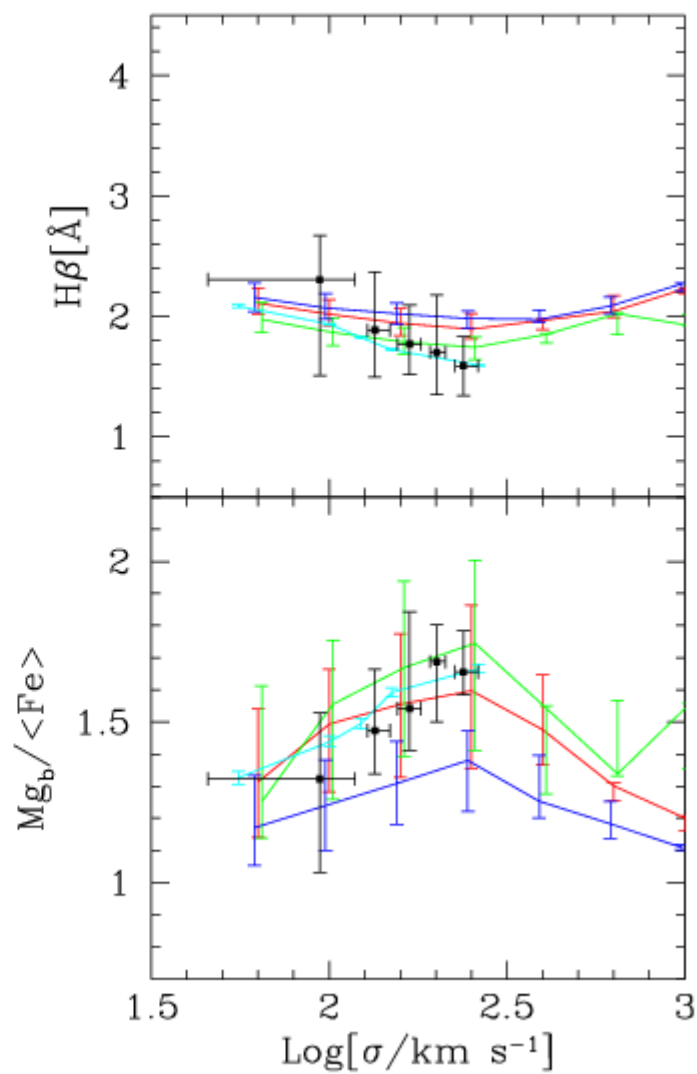
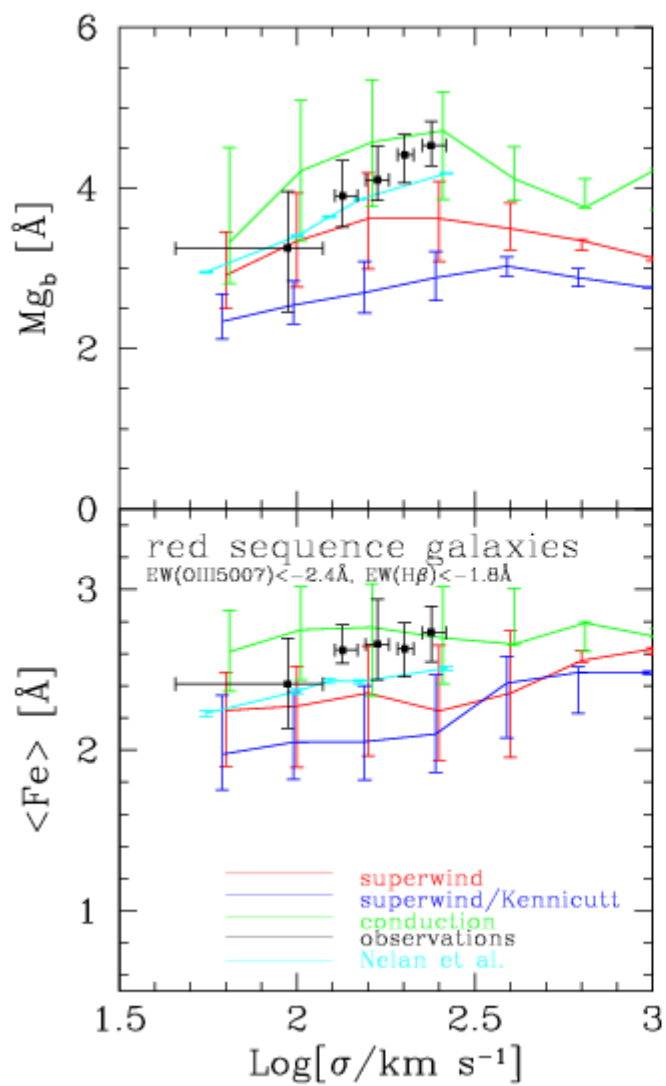
モデルに line indices を組み込み（あたかも luminosity のように）、直接 indices を計算する

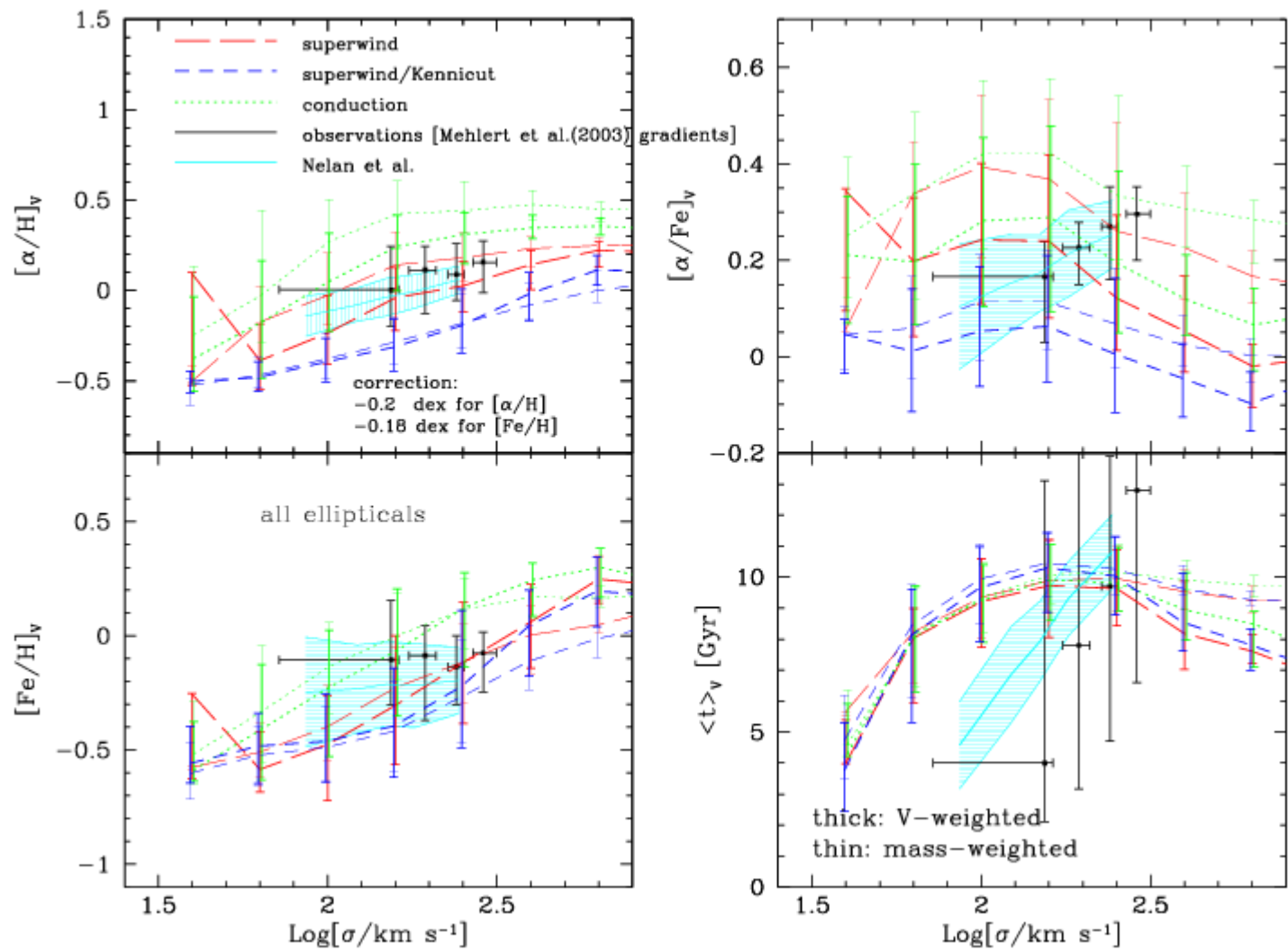


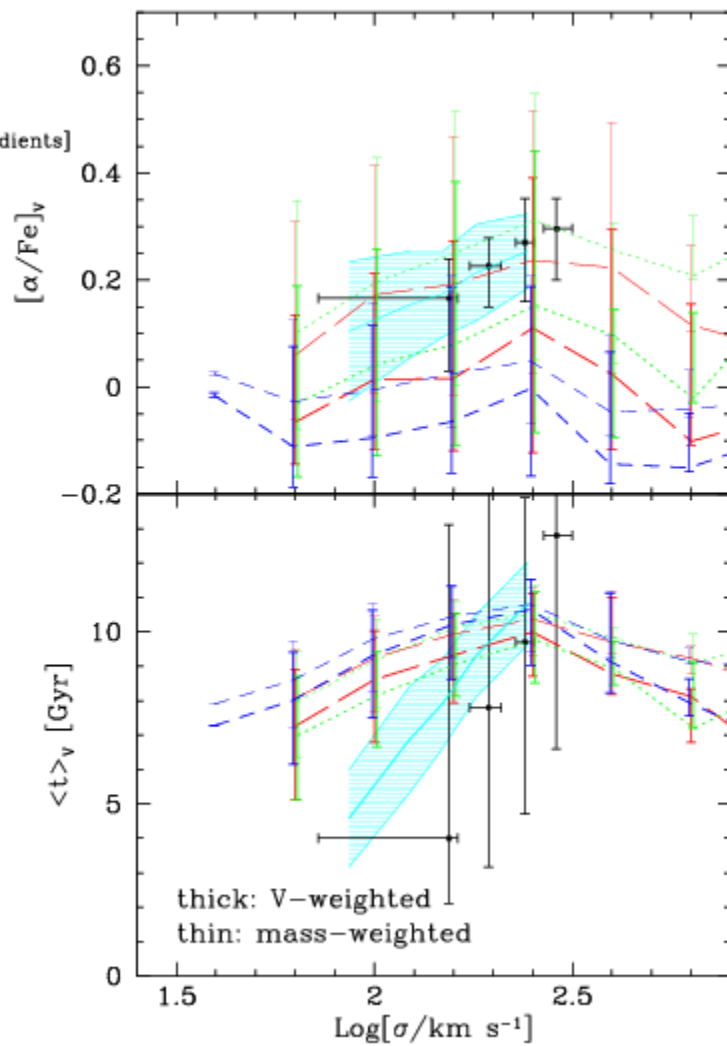
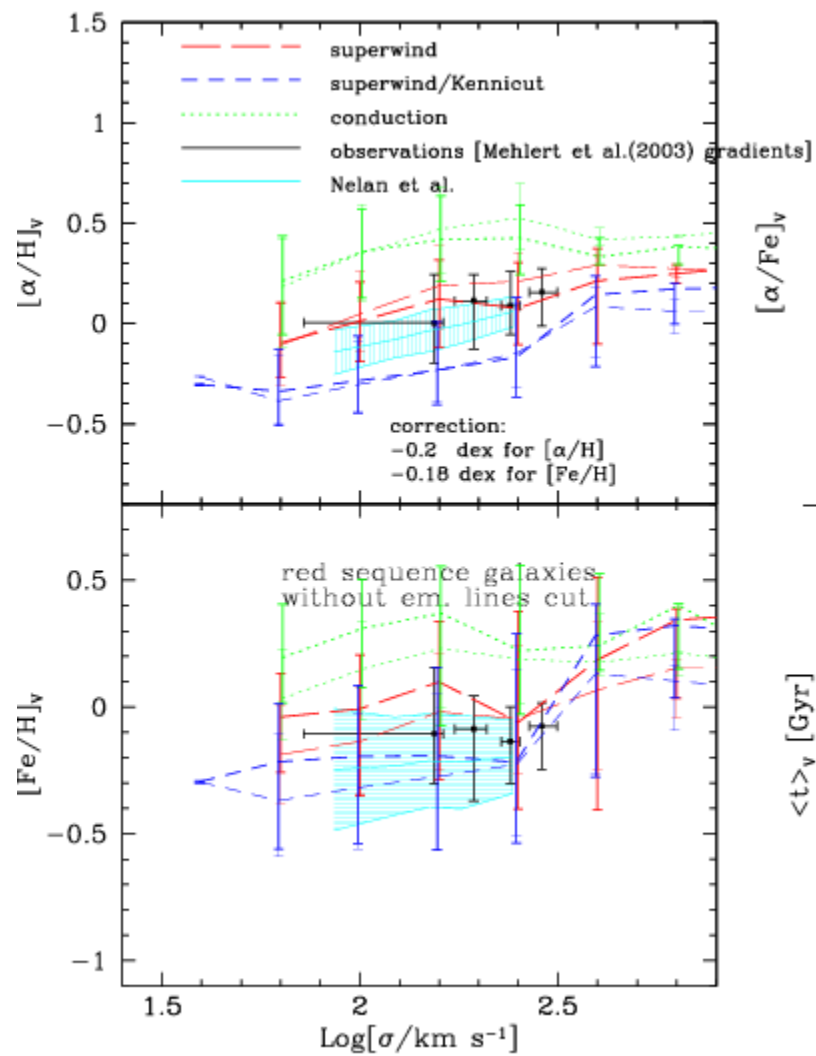


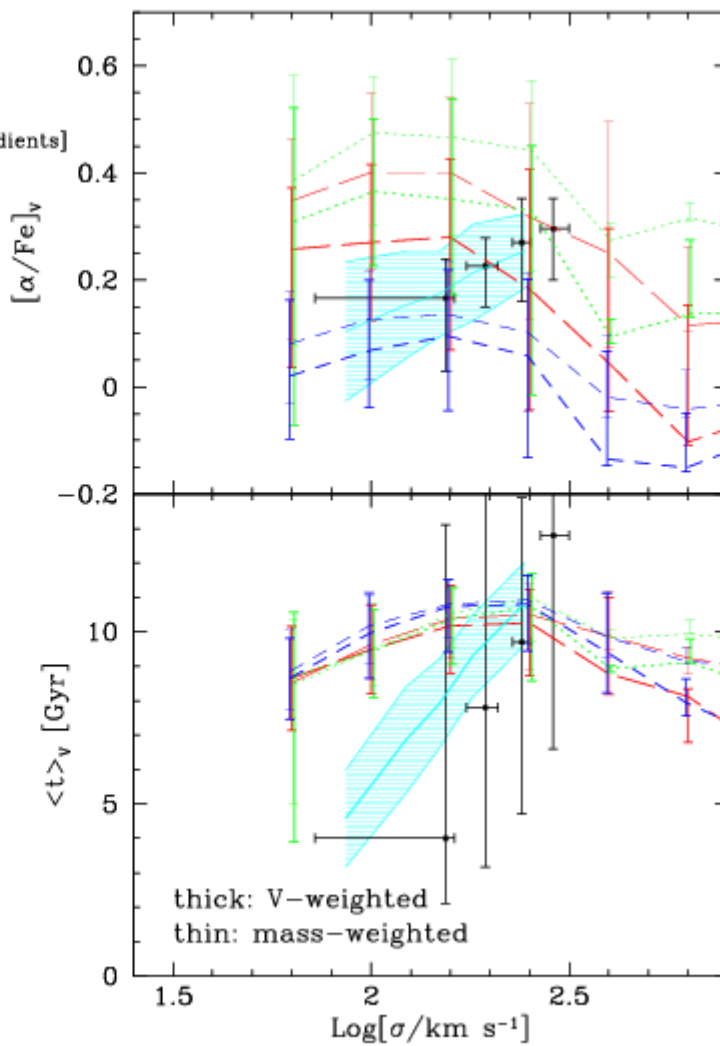
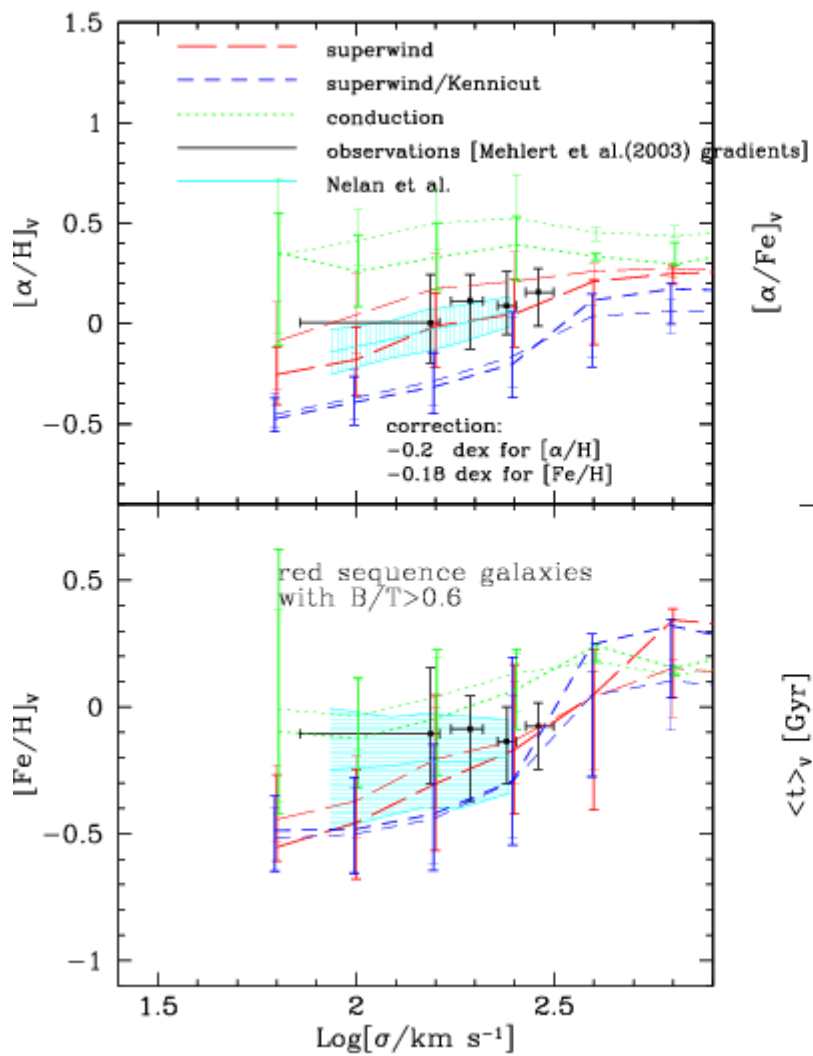


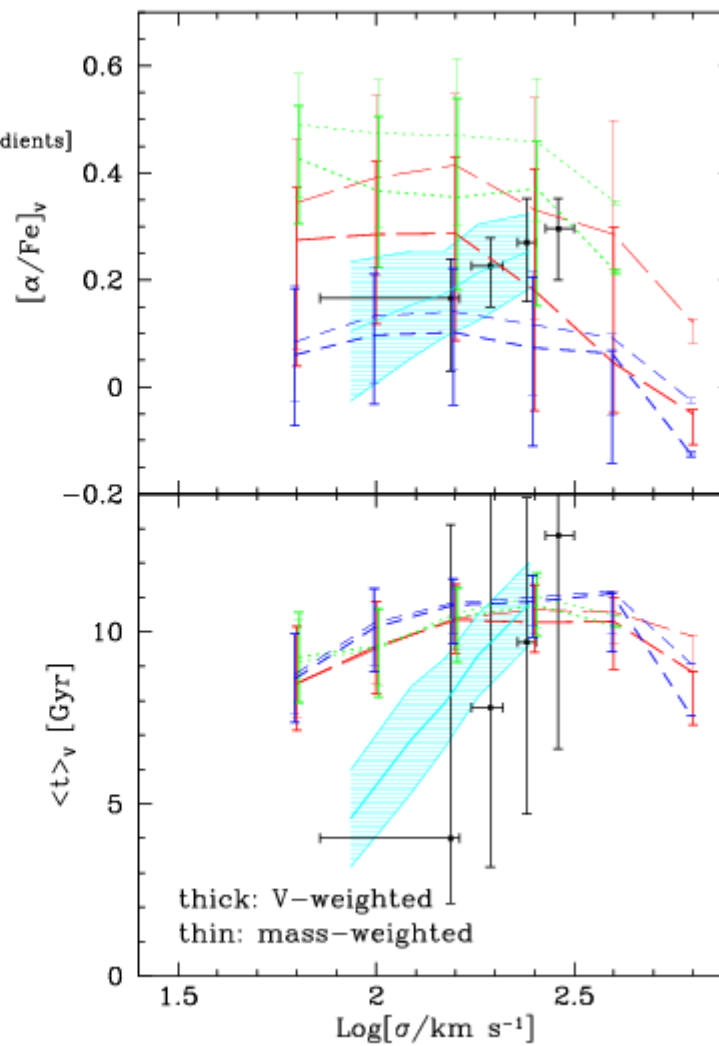
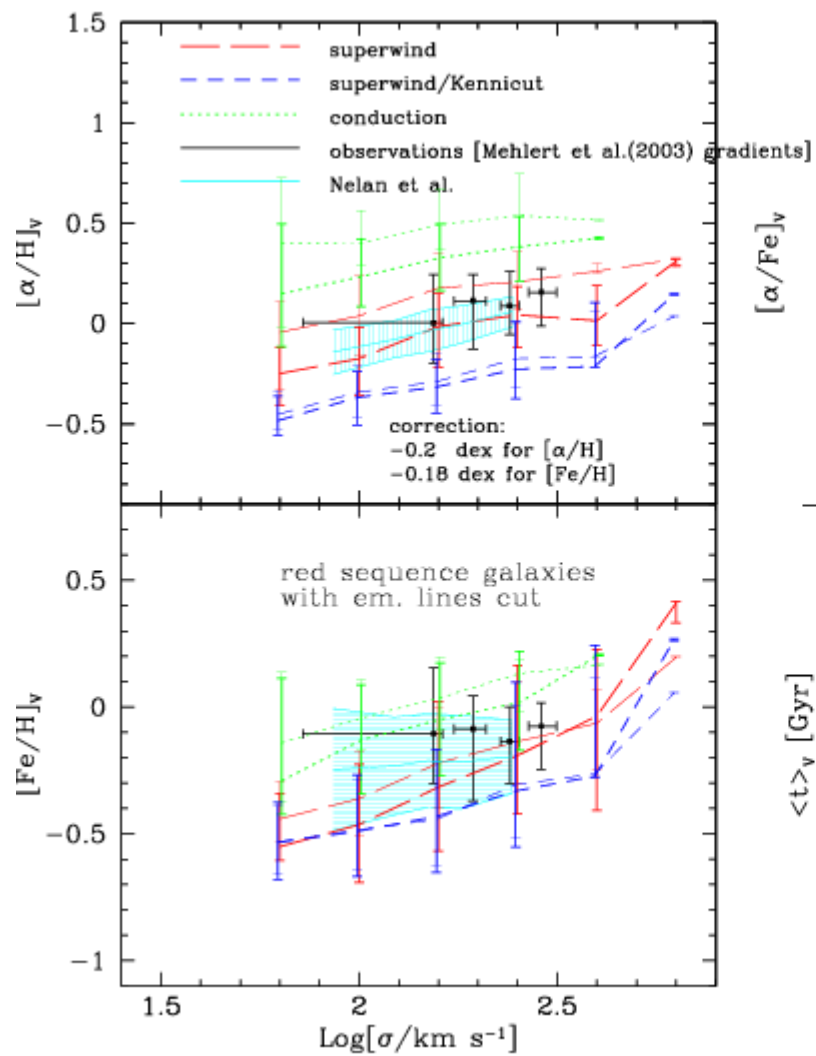


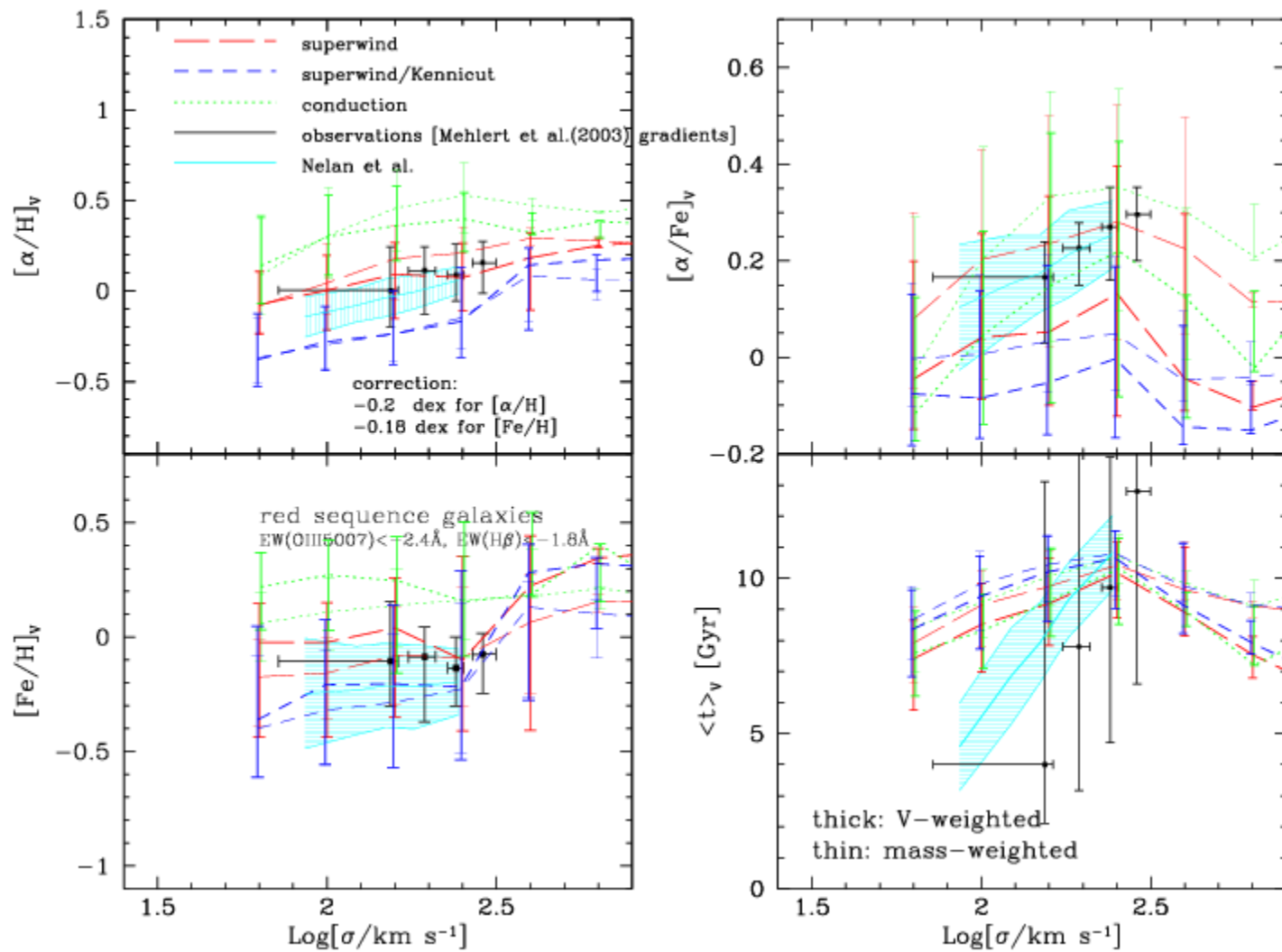












まとめ

- 階層的銀河形成モデルにSNIaによる化学組成進化過程を導入した
- 我々の銀河系及び銀河団ガスの重元素量、重元素比を再現
- Disk のIMFはSalpeter的な bottom-heavy IMF
- Burst時のIMFはtop-heavy が好ましい
- ICMの重元素量はほとんどバラツキなし
 - →形成史の多様性が観測される銀河団の多様性(重元素量勾配)を生み出している?
- 楕円銀河、DLAの[Mg/Fe]、SNIa rate 等について調べて行く予定