

EVOLUZIONE CHIMICA DELLE GALASSIE

INTRO

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Ingredienti fondamentali:

- Condizioni iniziali
- Funzione di nascita stellare
- La massa restituita al mezzo interstellare dalle singole stelle sotto forma di elementi chimici (stellar yields)
- Possibili Flussi di Gas (entranti o uscenti)
- La composizione chimica di tali flussi di gas

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Condizioni iniziali:

- Caratteristiche del gas iniziale. Potrebbe essere **gas primordiale** (abbondanze chimiche del Big Bang) oppure **gas arricchito chimicamente**
- Massa di gas al tempo iniziale ($t=0$). Si può ipotizzare che il gas da cui si forma la galassia sia stato già **tutto presente** al momento iniziale oppure che si sia **accumulato lentamente** nel tempo.
primo caso e' piu' adatto a sistemi sferoidali, il secondo ai dischi galattici.

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

- definita come il numero di stelle formatesi nell'intervallo di massa $m, m+dm$ e nell'intervallo di tempo $t, t+dt$, ovvero:

$$\varphi(m)\psi(t)dm dt$$

in cui la $\varphi(m)$ è detta funzione iniziale di massa (initial mass function o IMF), mentre la $\psi(t)$ è il tasso di formazione stellare (star formation rate o SFR).

La IMF, ovvero il numero di stelle formatesi nell'intervallo m $m+dm$ viene normalmente espressa con $\varphi(m) \propto m^{-(1+x)}$ ed è normalizzata nel seguente modo:

$$\int_0^\infty m\varphi(m)dm = 1$$

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Come derivare la IMF

Supponiamo di sapere l'attuale distribuzione di massa di stelle di sequenza principale per unita' di area sia $n(m)$.

Le stelle di massa $0.1 M_{\text{sun}} < M < 1.0 M_{\text{sun}}$ sono ancora tutte vive in main sequence, quindi possiamo scrivere che:

$$n(m) = \int_0^{\infty} \varphi(m) \psi(t) dt$$

Se la IMF è costante nel tempo allora possiamo scrivere:

$$n(m) = \varphi(m) < \psi > t_{\text{Hubble}}$$

e derivarci la IMF in questo range di masse.

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Come derivare la IMF

Nel caso opposto, per stelle che muoiono (quasi) immediatamente ($M > 2.0M_{\text{sun}}$), possiamo scrivere che:

$$n(m) = \int_{t_{\text{Hubble}} - \tau_m}^{t_{\text{Hubble}}} \varphi(m) \psi(t) dt$$

Se la IMF è costante nel tempo allora possiamo scrivere:

$$n(m) = \varphi(m) \psi(t_{\text{Hubble}}) \tau_m$$

e derivarci la IMF anche in questo range di masse.

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Come derivare la IMF

Per stelle fra 1 e 2 Msun, la situazione è complicata, e si tende ad interpolare fra le due situazioni precedenti.

Per stelle di $M < 0.1$ Msun, è molto difficile perché è difficile osservare queste stelle, sono molto poco luminose.

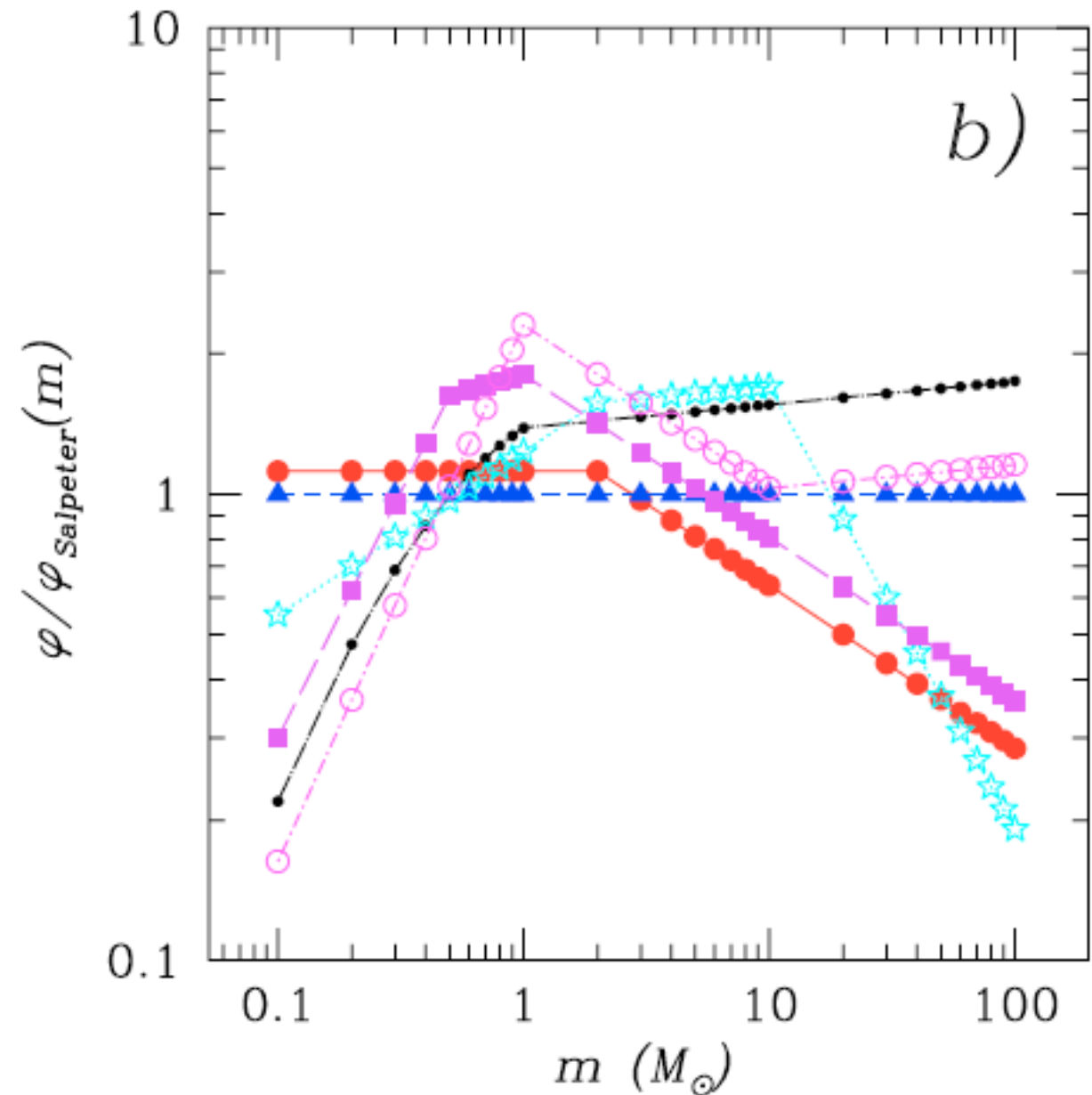
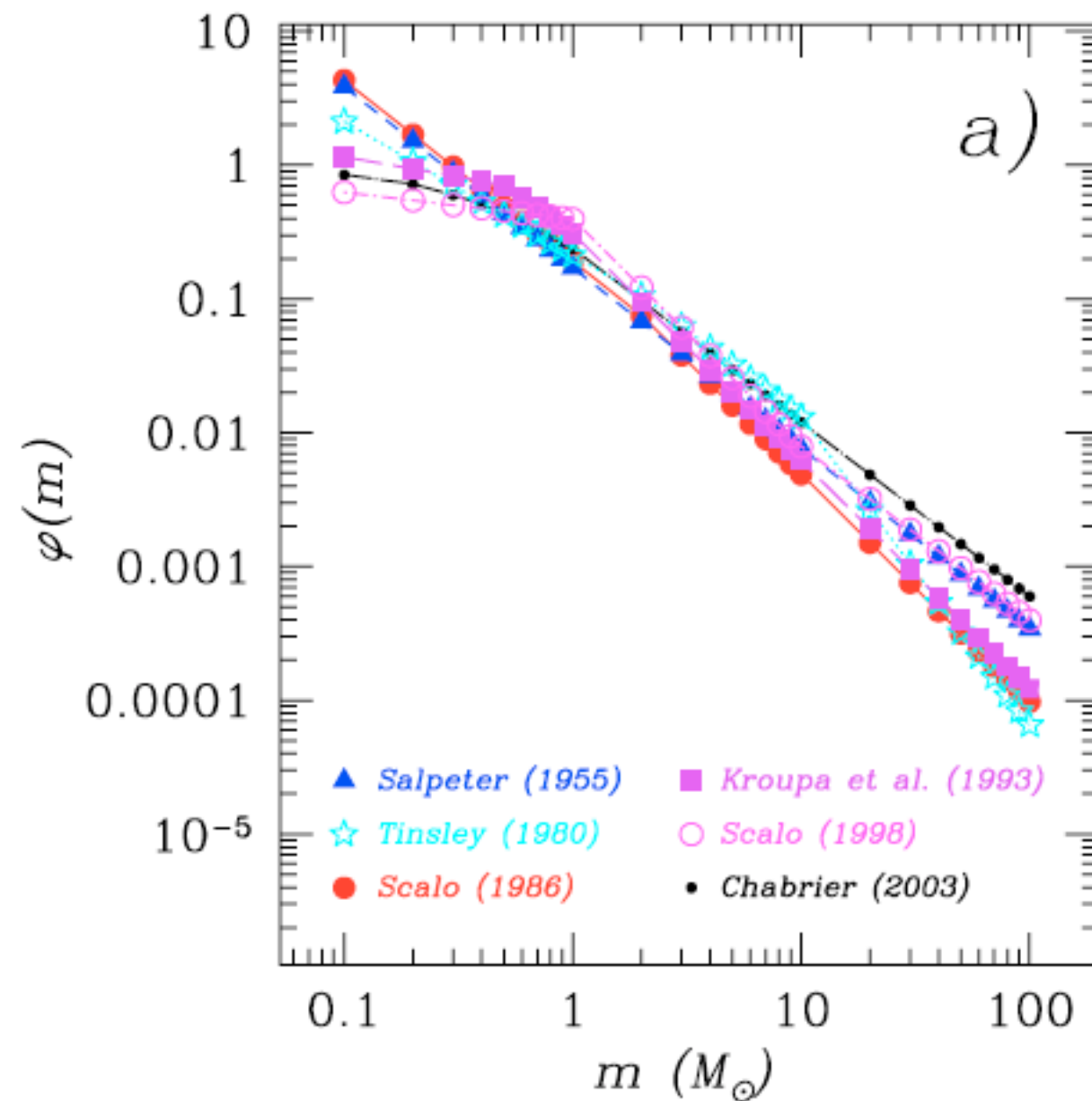
La IMF che si deriva ha tipicamente questa forma:

$$\varphi(m) \propto m^{-(1+x)}$$

La IMF piu' nota e' quella derivata da Salpeter(1955)
con $x = 1.35$

Initial mass function

Salpeter's IMF: $\phi(m) \sim m^{-1.35}$



Describe the probability to create a star with a certain mass.
1 star of 100Msun every ~50000 stars of 1Msun

Romano et al. (2003)

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Tasso di formazione stellare

Anche per derivare la SFR, bisogna fare delle assunzioni. La più semplice è assumerla **costante**. Una possibilità più realistica è collegarla alla densità del gas:

$$\psi(t) = \nu \rho_{gas}^n$$

Dove ν è chiamata efficienza di SF e viene calibrato per riprodurre quello osservato al tempo attuale (per esempio).

Una versione più matematica è:

$$\psi(t) = \nu e^{-t/\tau}$$

Nei modelli di evoluzione chimica si usa in genere la densità superficiale del gas, poiché $n(m)$ è una quantità proiettata sul piano galattico.

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Tasso di formazione stellare

Per derivare la SFR nel disco galattico vicino al Sole (solar vicinity) è possibile utilizzare di nuovo il $n(m)$ e assumere una IMF. Miller e Scalo (1979) ottennero usando una IMF a più pendenze un valore:

$$3 < \psi(t_{Hubble}) < 7 M_{\odot} pc^{-2} Gyr^{-1}$$

Mentre Tinsley (1980) ottenne con una IMF leggermente diversa:

$$\psi(t_{Hubble}) \sim 10 M_{\odot} pc^{-2} Gyr^{-1}$$

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Tasso di formazione stellare

Per valutare in altre regioni del disco Galattico ed in galassie esterne si ricorre ad indicatori di formazione stellare quali:

(a) stelle supergiganti che possono essere viste anche in galassie vicine, assumendo che il numero sia proporzionale al tasso di formazione stellare attuale.

(b) Il flusso $H\alpha$ e $H\beta$ proveniente da regioni HII, ionizzate da stelle giovani e calde, è proporzionale al tasso di formazione stellare. Kennicutt (1998) suggerisce

$$\psi(t) = 7.9 \cdot 10^{42} L_{H\alpha} (\text{ergsec}^{-1}) M_{\odot} \text{yr}^{-1}$$

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Tasso di formazione stellare

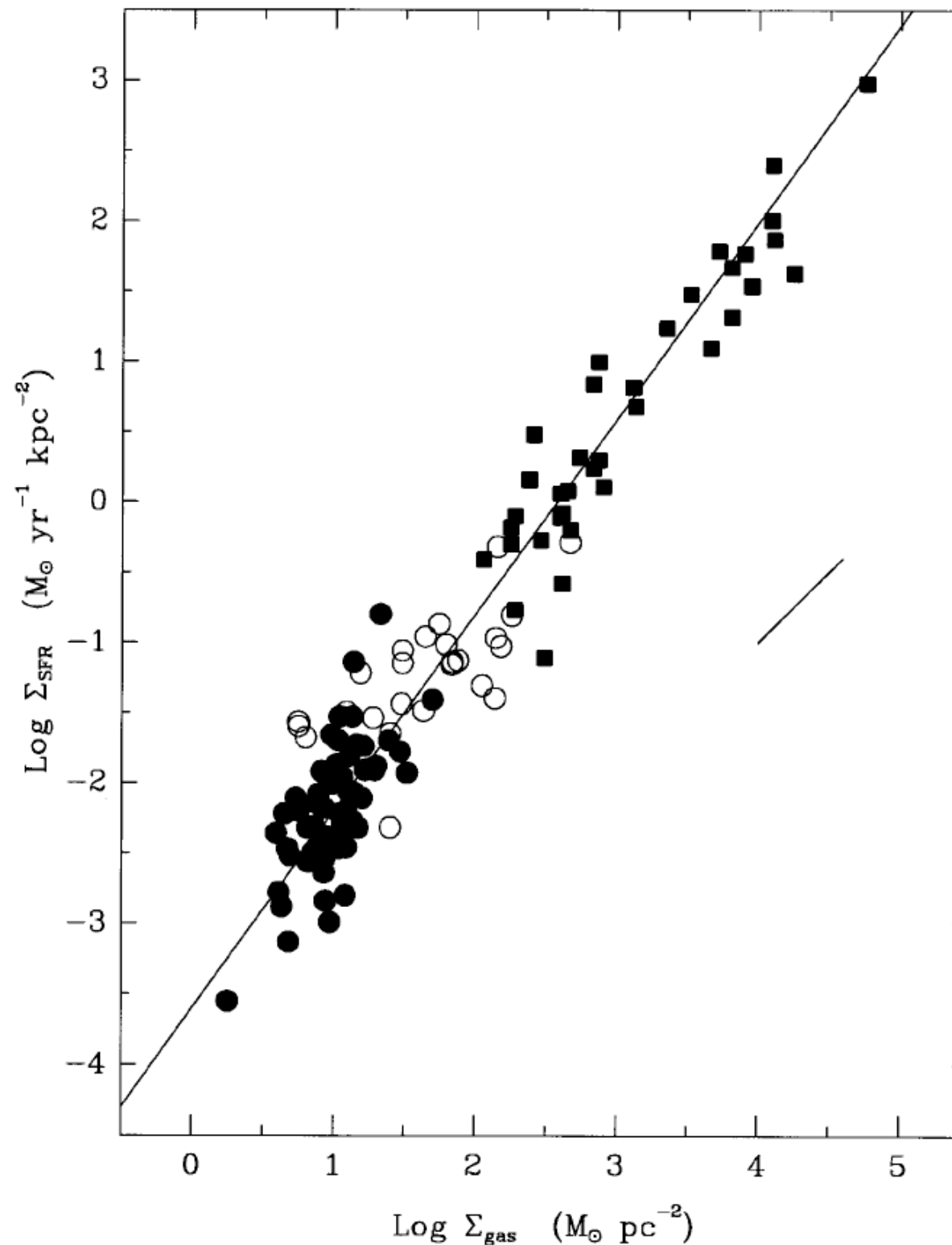
- c) La luminosità del continuo UV e' anche usato per derivare il tasso di formazione stellare
- d) La luminosità infrarossa che proviene dalla polvere che circonda le regioni di formazione stellare
- e) I tassi di esplosione delle supernovae di tipo II possono anche darci un'idea del tasso di formazione stellare attuale.
- ...

Chiaramente per derivare la SFR, dobbiamo assumere un IMF con le incertezze che vi si collegano.

Legge di formazione stellare

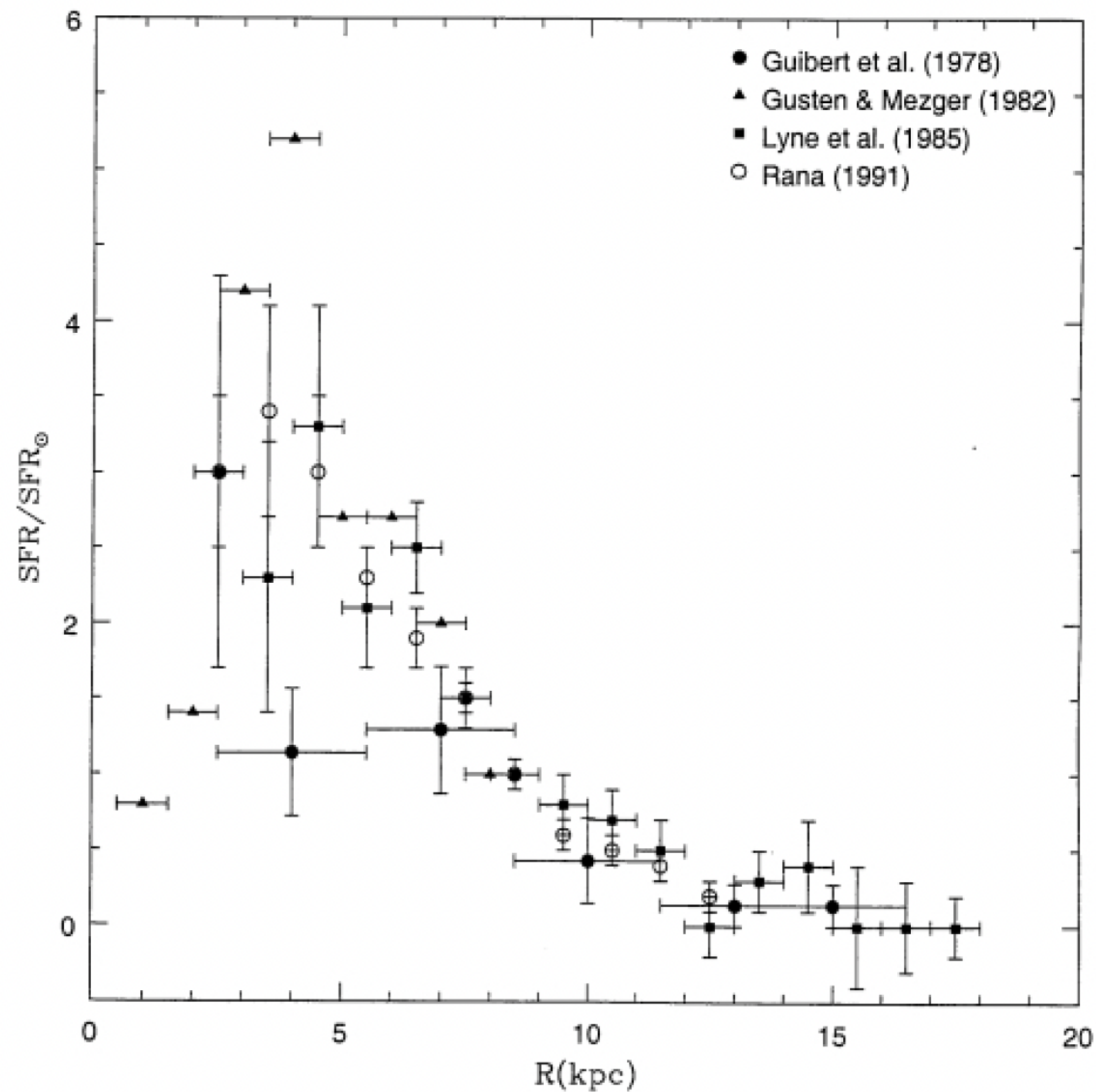
The SFR as measured in star forming galaxies. The continuous line represents the best fit to the data and it can be achieved with the SF law with $k=1.4$

$$\Psi(R, t) = v(R, t) G(R, t)^k$$



Kennicutt (1998)

Formazione stellare nel disco Galattico



EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Nucleosintesi Stellare

Si definisce R , ovvero la «frazione di ritorno», la massa restituita al mezzo interstellare sotto forma di elementi vecchi e nuovi ed è calcolata come:

$$R = \frac{\int_1^\infty (m - m_{rem}) \varphi(m) dm}{\int_0^\infty m \varphi(m) dm}$$

dove m_{rem} è la massa del resto stellare.

Per come abbiamo normalizzato la IMF abbiamo quindi che

$$R = \int_1^\infty (m - m_{rem}) \varphi(m) dm$$

EVOLUZIONE CHIMICA delle GALASSIE

Nucleosintesi Stellare

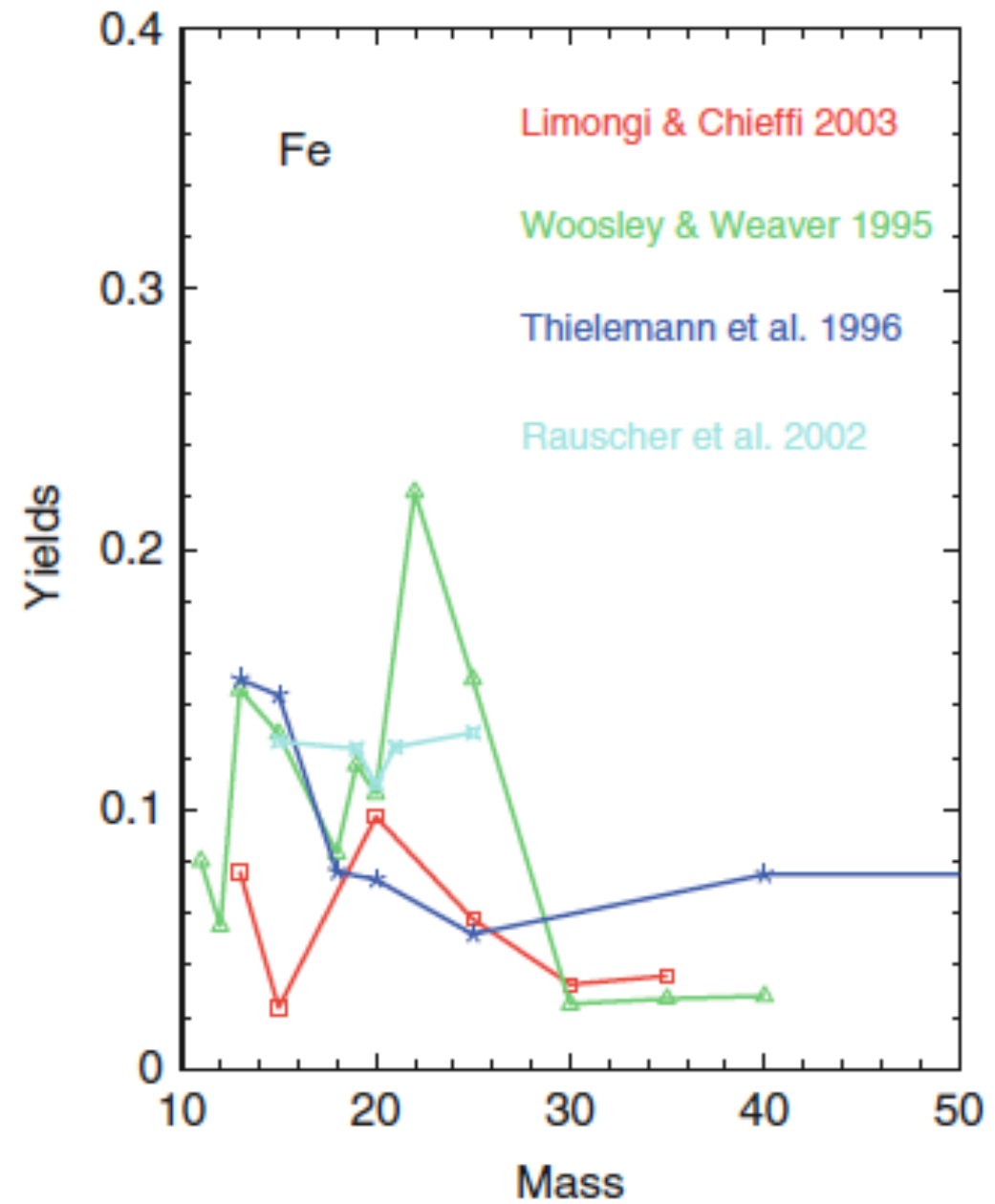
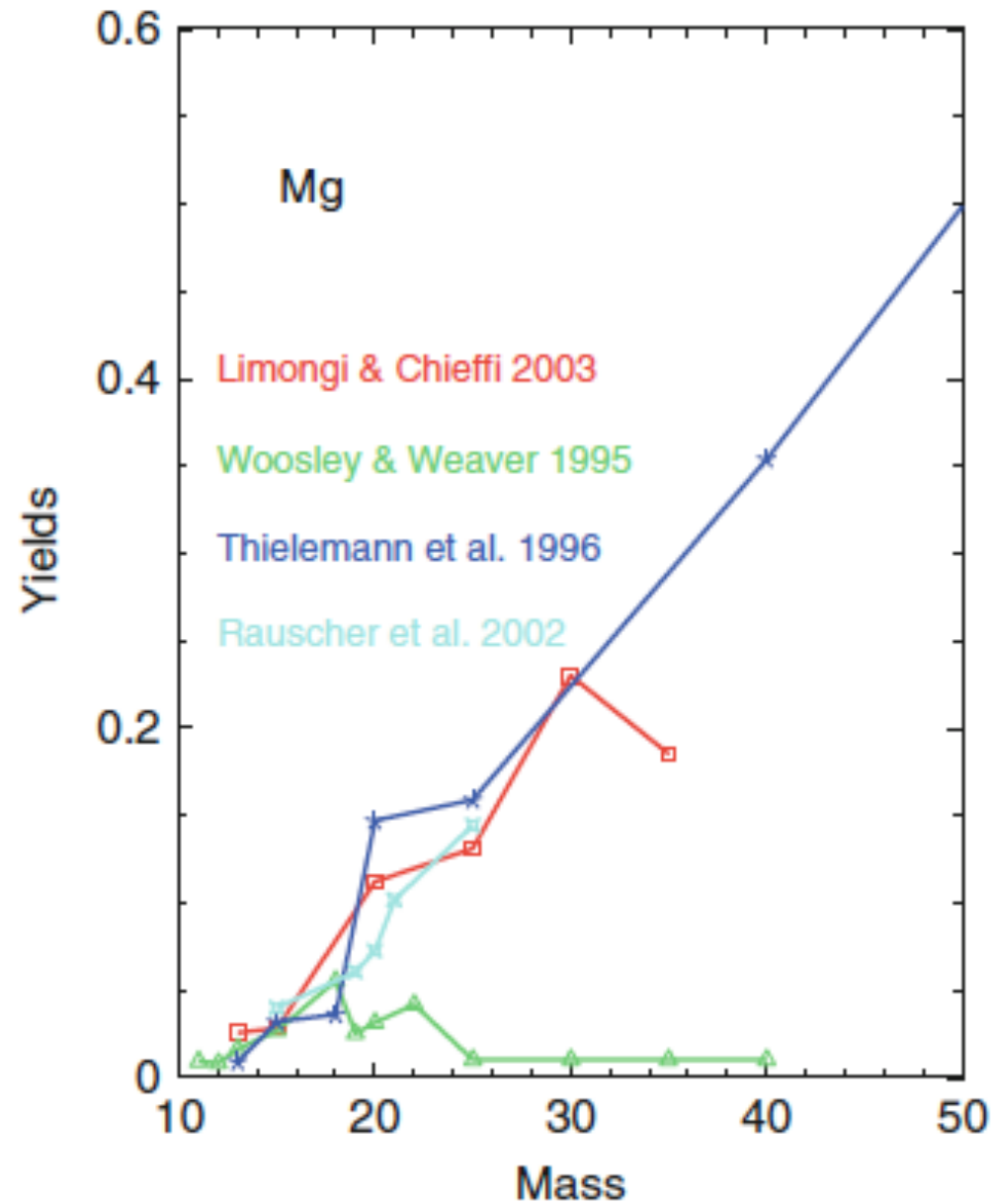
Si definisce yields (o guadagno) il rapporto tra la frazione di massa espulsa sotto forma di nuovi elementi chimici che una generazione di stelle restituisce al mezzo interstellare e la frazione massa che rimane sotto forma di stelle di piccola massa e resti stellari:

$$y_i = \frac{1}{1 - R} \int_1^\infty m p_{im} \varphi(m) dm$$

dove p_{im} è e' la frazione di massa prodotta ed espulsa da una stella di massa **m** sotto forma di elemento **i**-esimo nuovo prodotto

Stellar nucleosynthesis

Due esempi di nucleosintesi stellare (magnesio e ferro) per autori diversi, nell'ambito delle stelle massicce.



Modello Semplice

Definiamo ora le seguenti quantita':

$$\mu = \frac{M_{gas}}{M_{tot}}$$

$$M_{tot} = M_* + M_{gas}$$

dove M_* e' la massa in stelle (vive e morte) ed e' data da:

$$M_* = (1 - \mu)M_{tot}$$

La metallicita' e' definita da:

$$Z = \frac{M_Z}{M_{gas}}$$

dove M_Z e' la massa sotto forma di metalli.

Le condizioni iniziali sono:

$$M_{gas}(0) = M_{tot}$$

$$Z(0) = 0$$

Scriviamo ora l'equazione che regola l'evoluzione del gas nel sistema:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\psi(t) + E(t)$$

dove $E(t)$ e' il tasso di restituzione di materia da parte delle stelle al tempo t:

$$E(t) = \int_{m(t)}^{\infty} (m - m_{rem})\psi(t - \tau_m)\varphi(m)dm$$

Dove $M_{ej} = m - m_{rem}$ e' la massa totale espulsa da una stella di massa m , ovvero la massa di elementi nuovi e vecchi. L'equazione e' pertanto un'equazione integro-differenziale integrabile solo numericamente. Tuttavia, se noi facciamo l'ipotesi semplificativa del riciclaggio istantaneo quest'equazione puo' essere integrata analiticamente.

L'ipotesi del riciclaggio istantaneo consiste nell'assumere che:

- 1) Tutte le stelle con massa maggiore di $1M_{sun}$ nascono e muoiono istantaneamente
- 2) Tutte quelle con massa inferiore ad $1M$ vivono per sempre.

Questa ipotesi consente di trascurare il tempo di vita stellare e di portare fuori dal segno di integrale ora funzione del solo tempo.

Se ci ricordiamo della definizione dello yield e di R possiamo pertanto scriverla come:

$$E(t) = \psi(t)R \quad (207)$$

e di conseguenza la (205) come:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\psi(t)(1 - R) \quad (208)$$

Scriviamo ora l'equazione per i metalli:

$$\frac{d(ZM_{gas})}{dt} = -Z\psi(t) + E_Z(t) \quad (209)$$

dove:

$$E_Z(t) = \int_{m(t)}^{\infty} [(m - m_{rem} - mp_{Zm})Z(t - \tau_m) + mp_{Zm}]\psi(t - \tau_m)\varphi(m)dm \quad (210)$$

Questa e' l'iniziale definizione di Tinsley (1980) dove si ripete il termine mp_{Zm} due volte, prima per sottrarlo a tutta la massa che viene espulsa dalla stella e poi per sommarlo in qualita' di nuovo elemento prodotto ed espulso. Maeder (1992) fece notare che la definizione corretta dovrebbe essere la seguente:

$$E_Z(t) = \int_{m(t)}^{\infty} [(m - m_{rem})Z(t - \tau_m) + mp_{Zm}]\psi(t - \tau_m)\varphi(m)dm \quad (210bis)$$

che considera il termine mp_{Zm} una sola volta. Il ragionamento di Maeder fu il seguente: non c'e' ragione di sottrarre il termine due volte poiche' se si prende un generico elemento i che puo' essere sia prodotto che distrutto durante l'evoluzione stellare e si scrive:

$$E_{im} = (m - m_{rem})X_i(t - \tau_m) + mp_{im}$$

quale massa totale espulsa dalla stella di massa m in forma di elemento i e poi si somma su tutti gli elementi si ottiene:

$$\sum E_{im} = \sum X_i(t - \tau_m) \cdot (m - m_{rem}) + m \sum p_{im},$$

ovvero:

$$\sum E_{im} = m - m_{rem}$$

come ci si aspetta. Poiche' $\sum X_i = 1$ e $\sum p_{im} = 0$ se si considerano sia gli elementi prodotti che quelli distrutti quali H e D.

Ritorniamo per il momento alla (210) e procediamo con la soluzione, la quale non cambia nel caso si adotti la (210bis), come e' facile verificare.

Si vede facilmente che nell'ipotesi di *riciclaggio istantaneo* la (210) si trasforma in:

$$E_Z(t) = \psi(t)RZ(t) + y_Z(1 - R)[1 - Z(t)]\psi(t) \quad (211)$$

da cui si ha che la (209) si trasforma in:

$$\frac{d(ZM_{gas})}{dt} = -Z(t)\psi(t) + \psi(t)RZ(t) + y_Z(1 - R)[1 - Z(t)]\psi(t) \quad (212)$$

A questo punto se scrivo la parte sinistra della (212) nel seguente modo:

$$\frac{d(ZM_{gas})}{dt} = \frac{dZ}{dt}M_{gas} + Z\frac{dM_{gas}}{dt}$$

e la sostituisco nella (212) ottenendo:

$$\frac{dZ}{dt}M_{gas} = y_Z(1 - R)[1 - Z(t)]\psi(t) \quad (213)$$

Se $Z \ll 1$ come spesso accade in situazioni astrofisiche la (213) si puo' semplificare nel seguente modo:

$$\frac{dZ}{dt}M_{gas} = y_Z(1 - R)\psi(t) \quad (214)$$

E' interessante verificare che la (214) la si ottiene anche nella versione di Maeder delle equazioni. In questo caso infatti non e' necessario assumere $Z \ll 1$.

Se divido la (214) per la eq. del gas (205) ottengo:

$$\frac{dZ}{dM_{gas}}M_{gas} = -y_Z \quad (215)$$

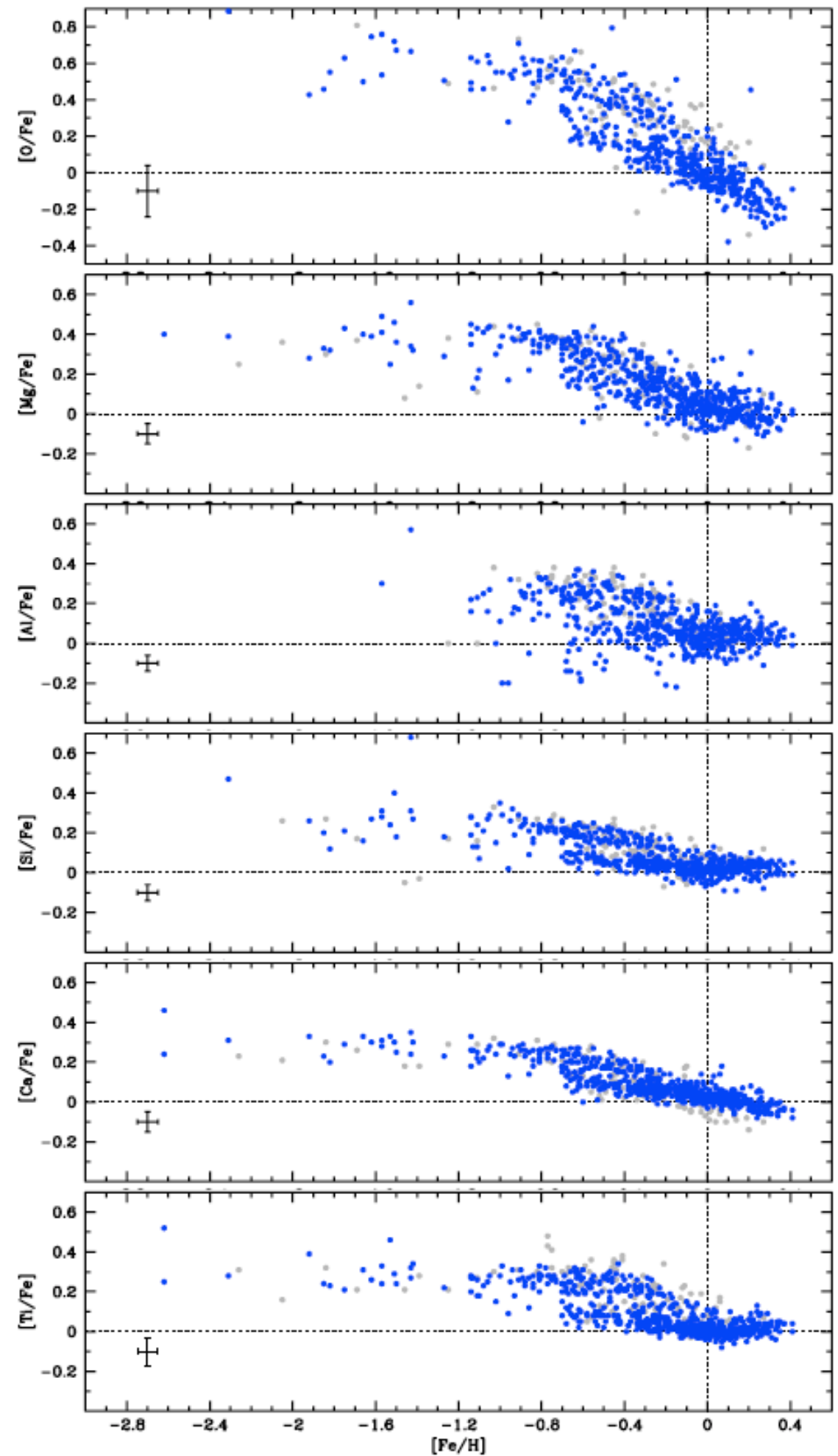
che, integrata con le condizioni iniziali (204), da':

$$Z = y_Z \ln\left(\frac{1}{\mu}\right) \quad (216)$$

Chemical evolution of the Galaxy

Results with numerical codes

Can we explain a plot like this
one with
a simple model? *Why?*



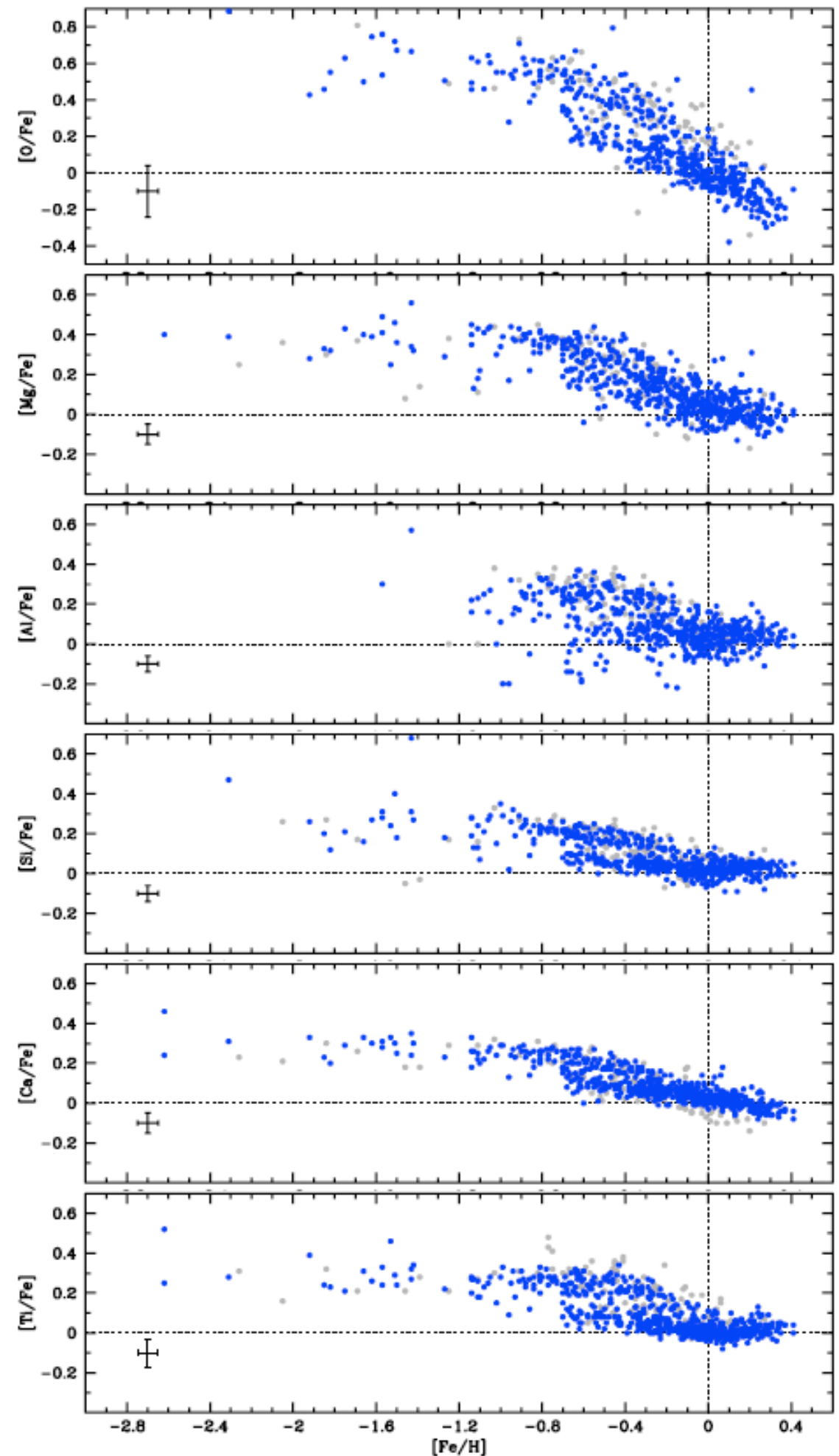
Bensby et al. 2014
(grey stars with $T < 5400\text{K}$)

Can we explain a plot like this one with a simple model? *Why?*

Simple models cannot reproduce variations (excluding the behavior of secondary elements).

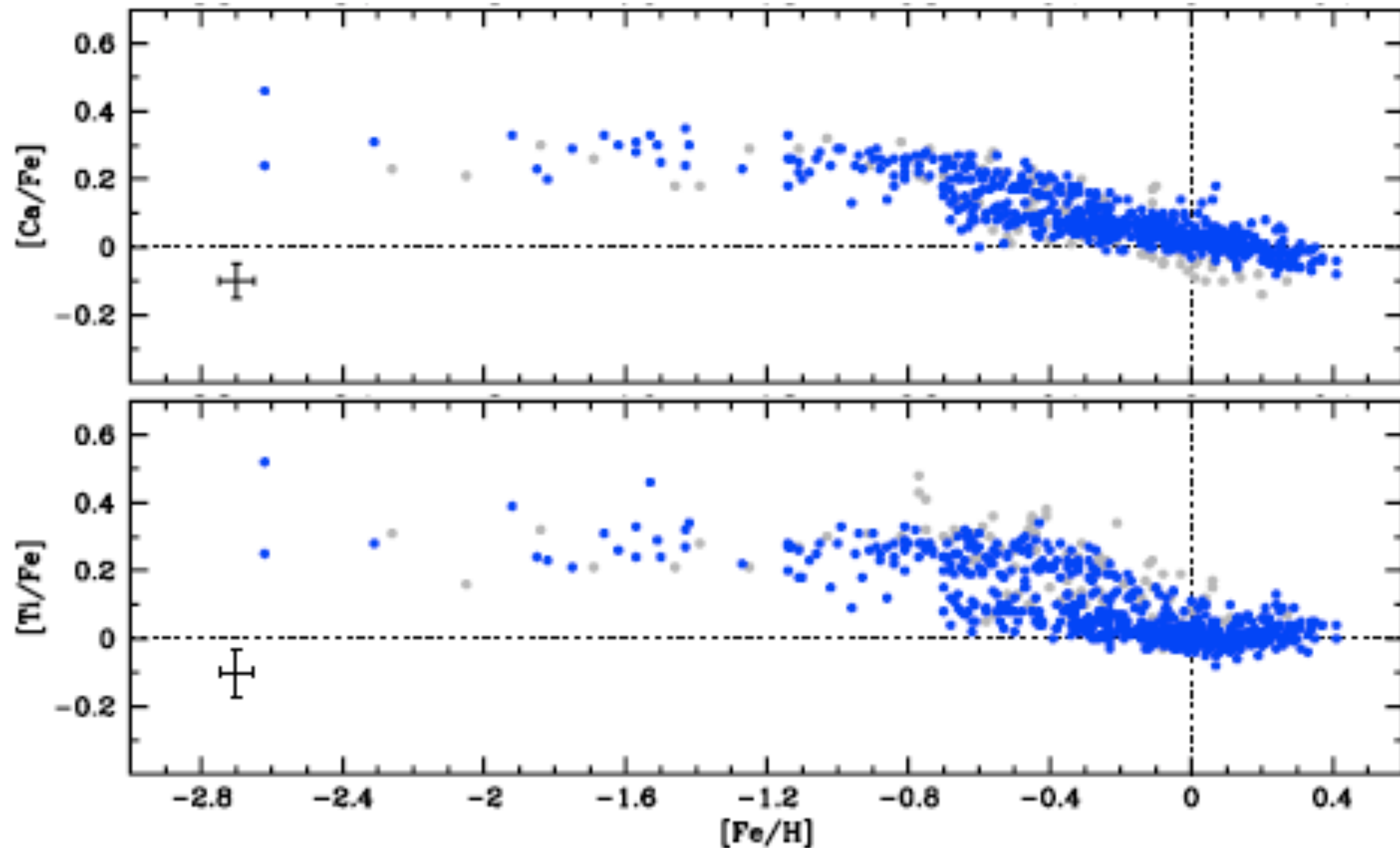
To understand this plot, it is better to have a step back and to introduce

- 1) stellar lifetimes
- 2) general facts of the nucleosynthesis.



Bensby et al. 2014
(grey stars with $T < 5400K$)

Can we explain a plot like this one with a simple model? *Why?*

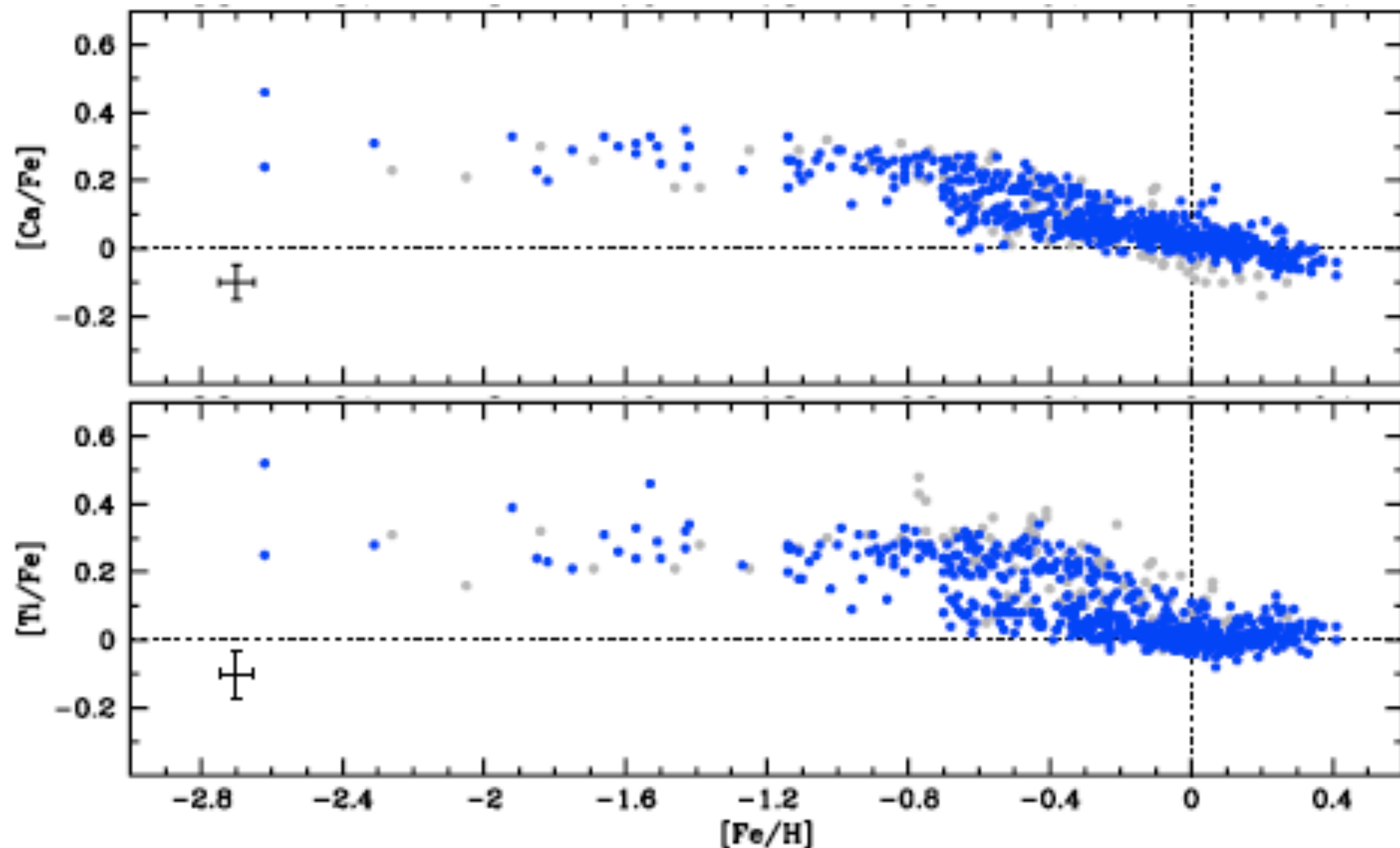


Can we explain a plot like this one with a simple model? *Why?*

Simple models cannot reproduce variations (excluding the behavior of secondary elements).

To understand this plot, it is better to have a step back and to introduce

- 1) stellar lifetimes
- 2) general facts of the nucleosynthesis.



Stellar lifetimes

How bad are we doing if we ignore the stellar lifetime?

... indeed bad ...

Compilation of stellar lifetimes from different authors.

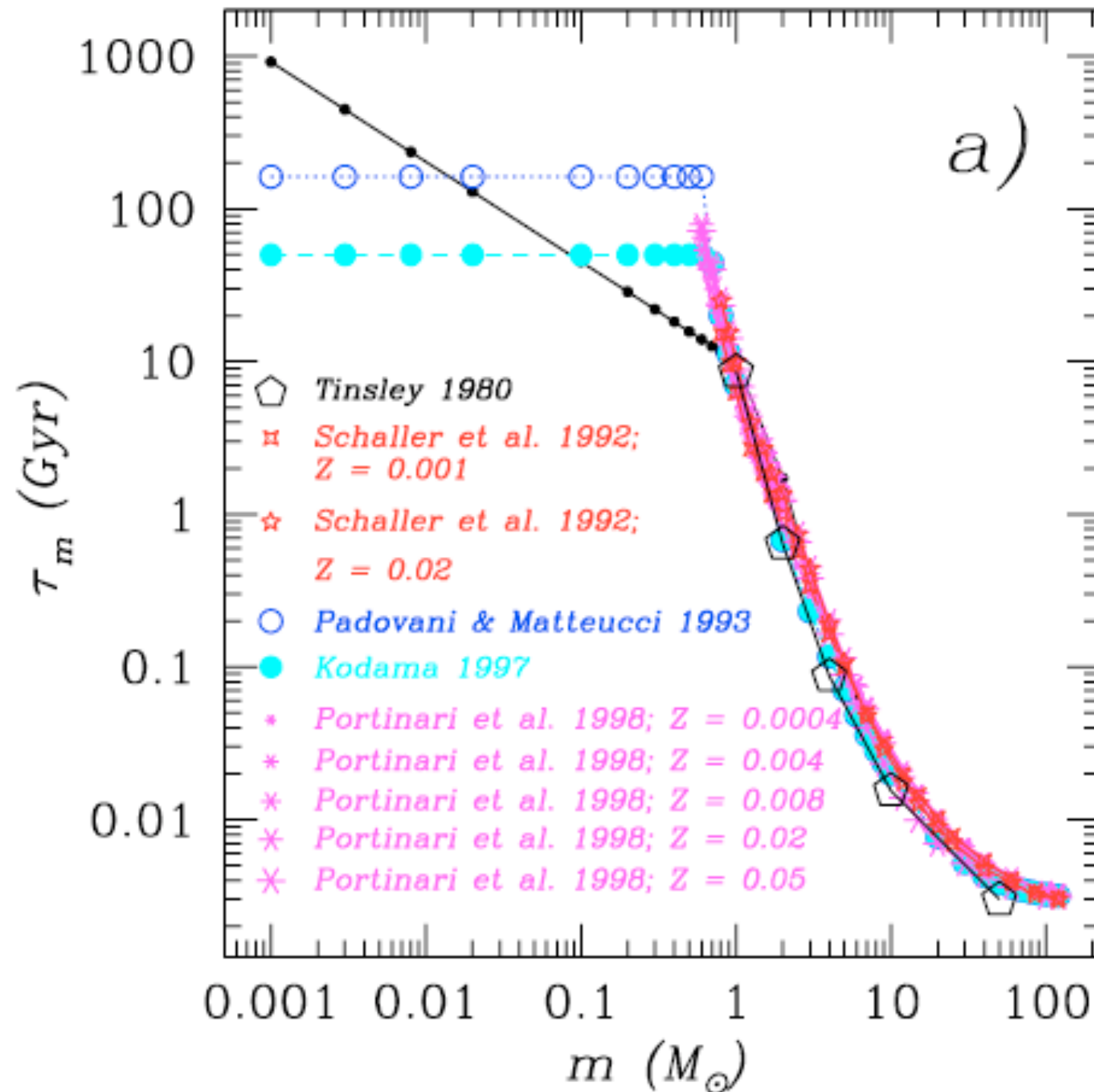
Note the lifetime

massive stars < 30 Myr

So yes they almost contribute instantaneously.

low-intermediate mass > 30 Myr

more complex treatment
important for elements as
carbon, nitrogen and all the
elements above the Fe
(neutron capture elements)



Romano et al. (2003)

Nucleosynthesis II

Summary of stellar production (for the elements):

1H Just destroyed in stellar evolution

4He Produced by all stars

^{12}C Produce by all stars above the threshold for the He burning, in particular between 5-8Msun

^{14}N produced during the CNO cycle (bottle-neck of the reaction) by intermediate mass stars (5-8Msun) but also by massive stars, as secondary element. Possible primary production in case of stellar rotation.

$^{20}Ne, ^{24}Mg, ^{28}Si, ^{32}S, ^{40}Ca$ - alpha elements - produced by chains of alpha captures in massive stars, as oxygen

^{56}Fe and all the iron peak elements are produced in the explosive nucleosynthesis during SNII explosion (so massive stars).

Can this explain what we observe in [alpha/Fe] plots?

No, because still I did not introduce something which is important!

Nucleosynthesis IIbis

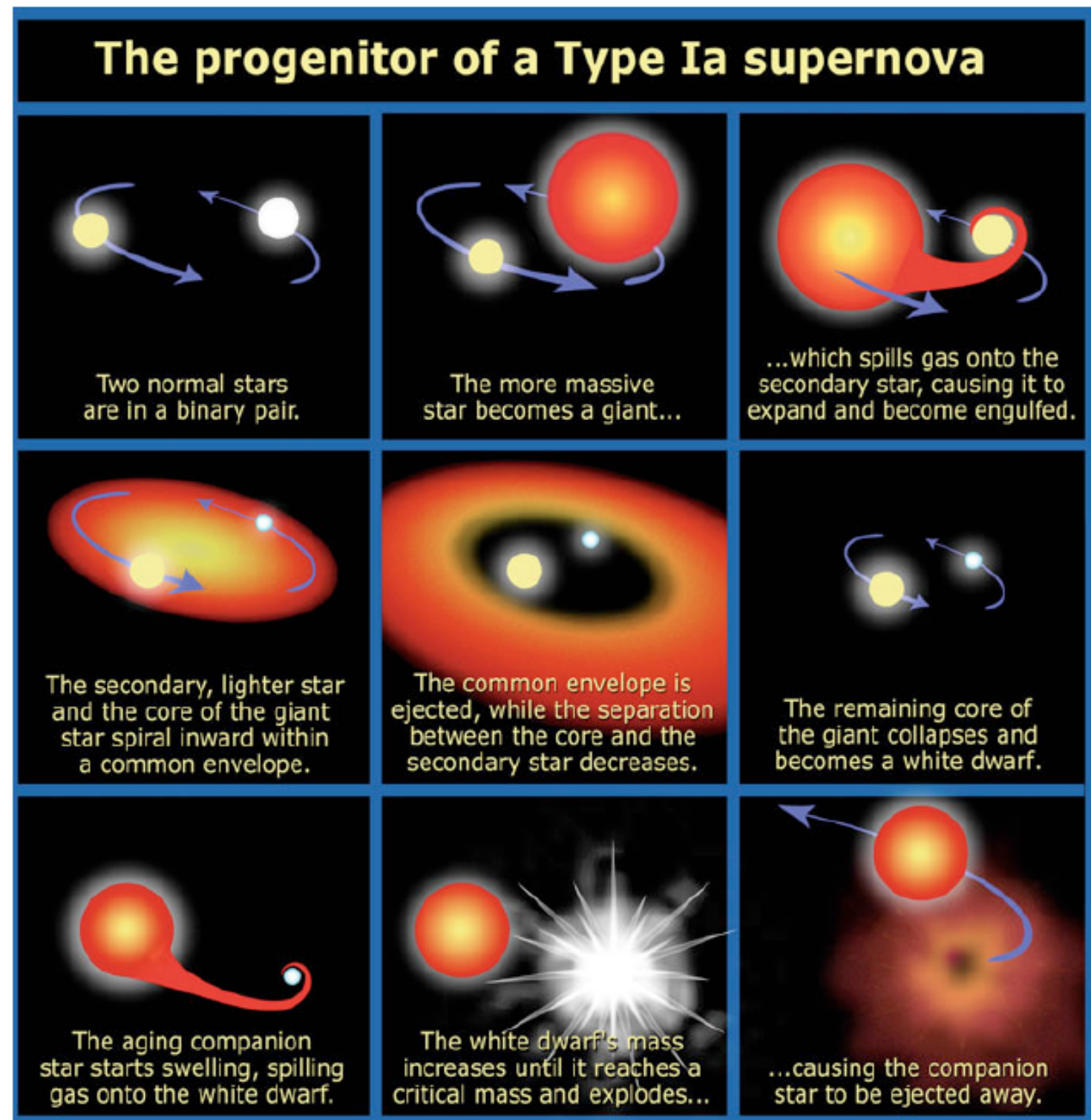
Supernovae type Ia
(not only important in cosmology!)

They have produces most of the iron and iron peaks elements present nowadays.

Each SNIa produce $\sim 0.6 M_{\text{sun}}$ of iron.

The timescale is not fixed but depends of the progenitors masses (actually in the mass of the smaller companion of the binary systems in the single degenerate scenario),

BUT the bulk of production arises after $\sim 1 \text{ Gyr}$

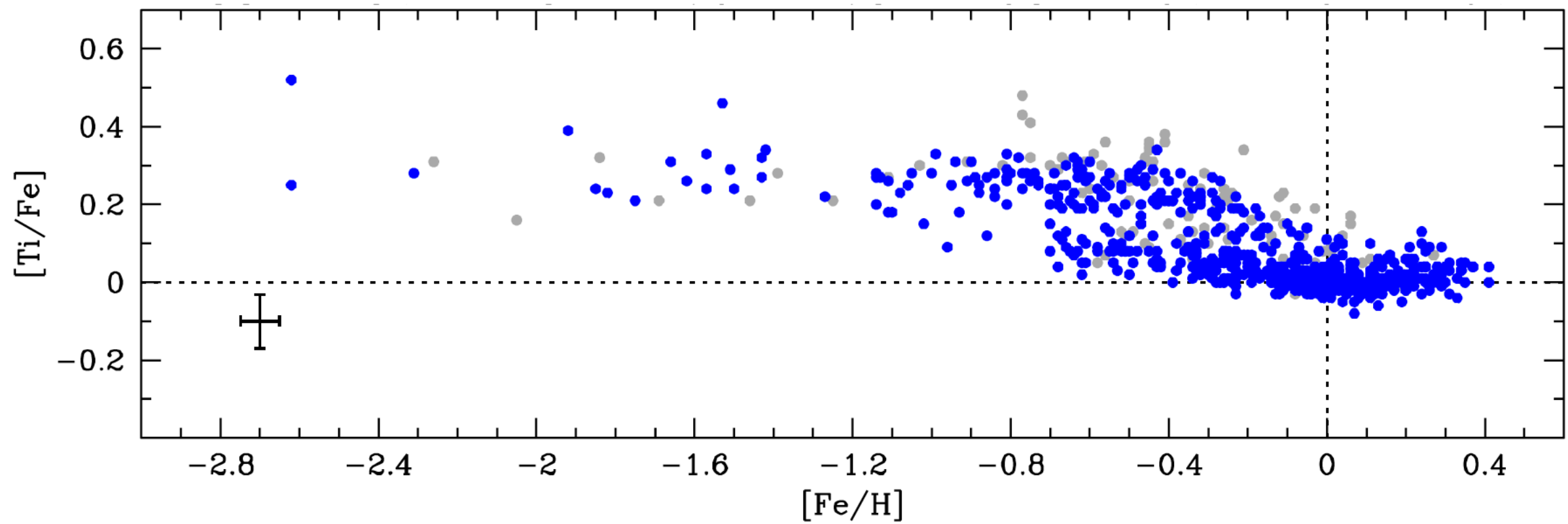


The progenitor of a type Ia SN in the context of the single-degenerate model (Illustration credit: NASA, ESA, and A. Field (STSci))

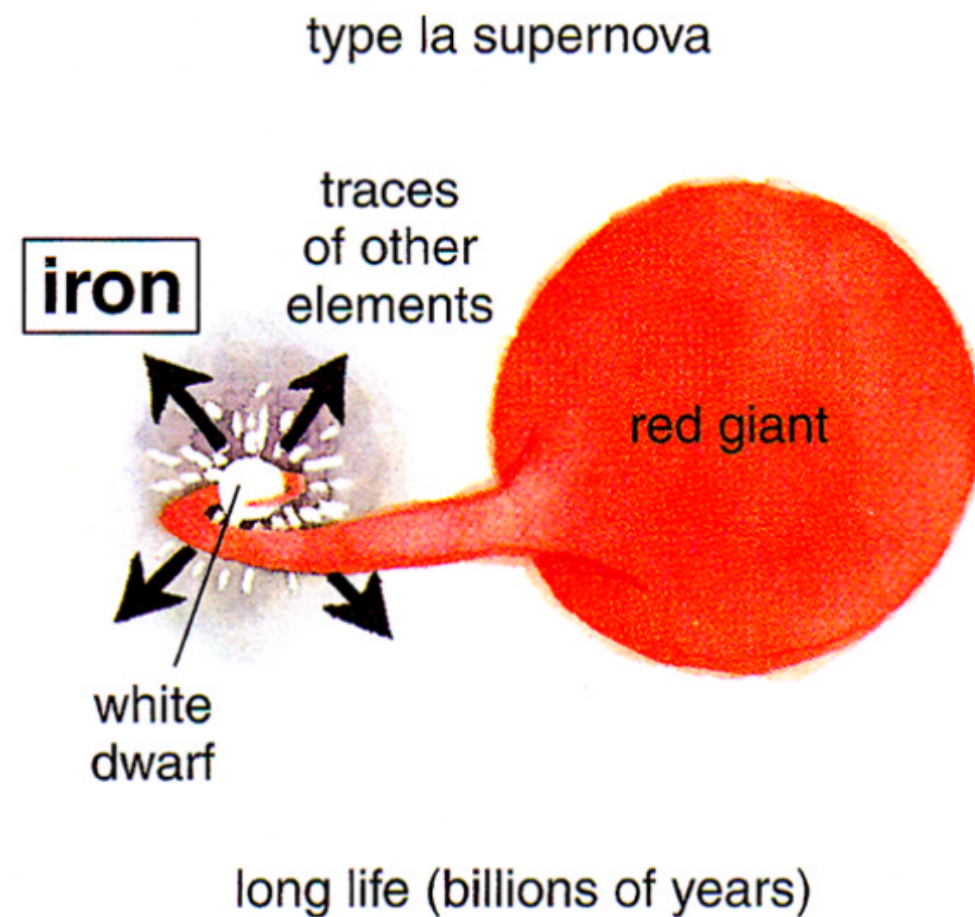
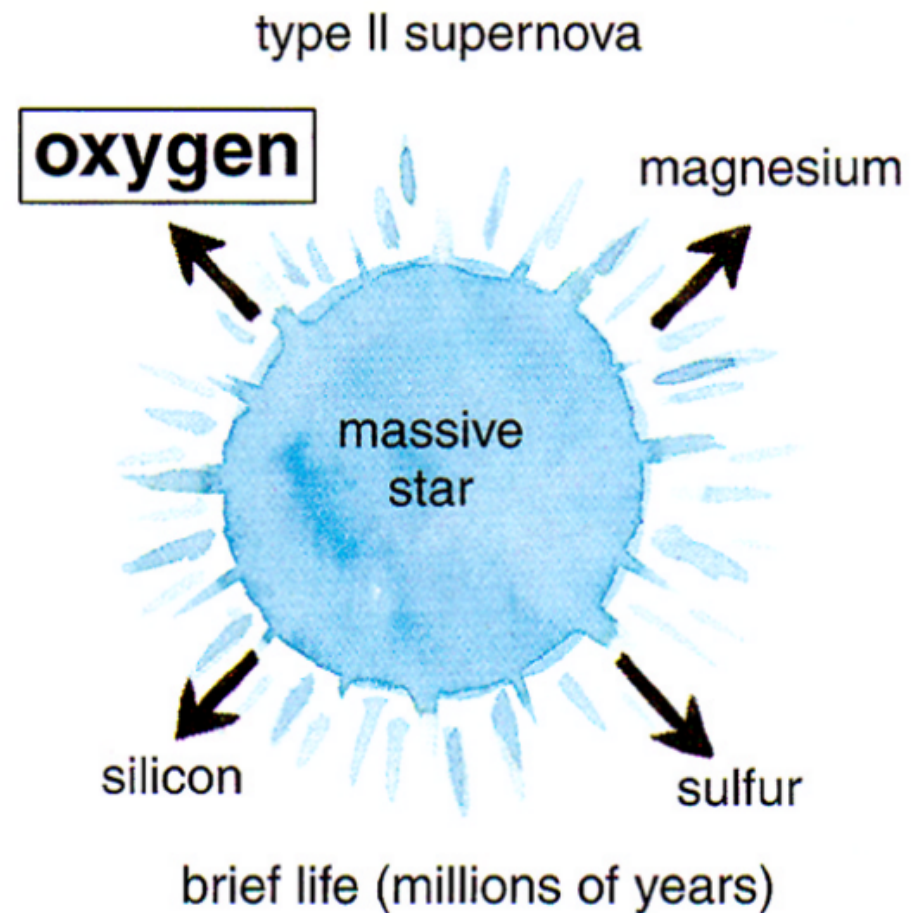
The real open model that we need to solve is:

$$\begin{aligned}
 \dot{M}_i(t) = & -\psi(t)X_i(t) + \int_{M_L}^{M_{BM}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \varphi(m) dm \\
 & + A_B \int_{M_{BM}}^{M_{BM}} \varphi(m) \left[\int_{\mu_{Bmin}}^{0.5} f(\mu_B) \psi(t - \tau_{m2}) Q_{mi}(t - \tau_{m2}) d\mu_B \right] dm \\
 & + (1 - A_B) \int_{M_{BM}}^{M_{BM}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \varphi(m) dm \\
 & + \int_{M_{BM}}^{M_U} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \varphi(m) dm + X_{iA}(t) A(t) \\
 & - X_i(t) W(t) + X_i(t) I(t),
 \end{aligned}$$

How can we explain this plot?

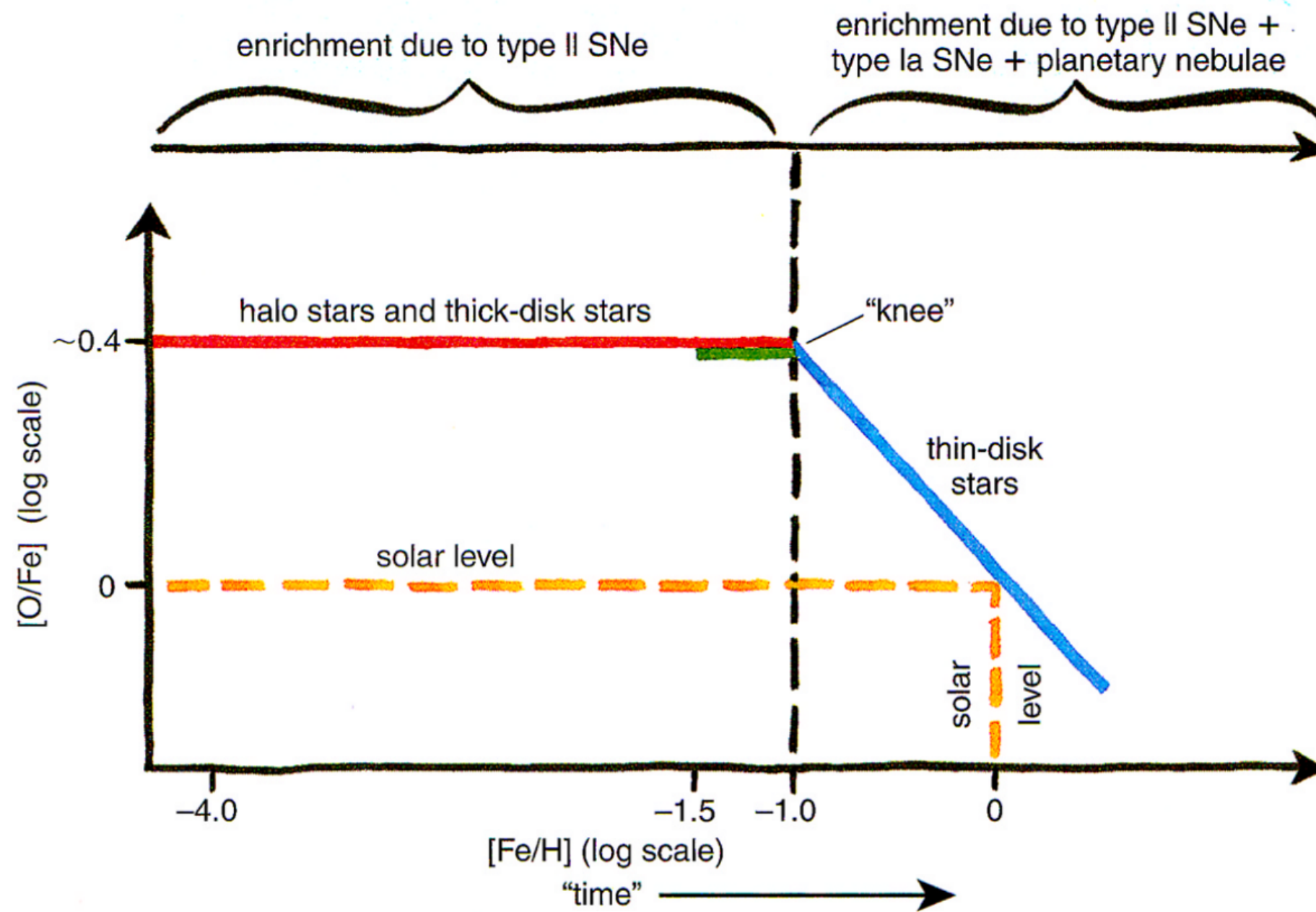


The [O/Fe] knee

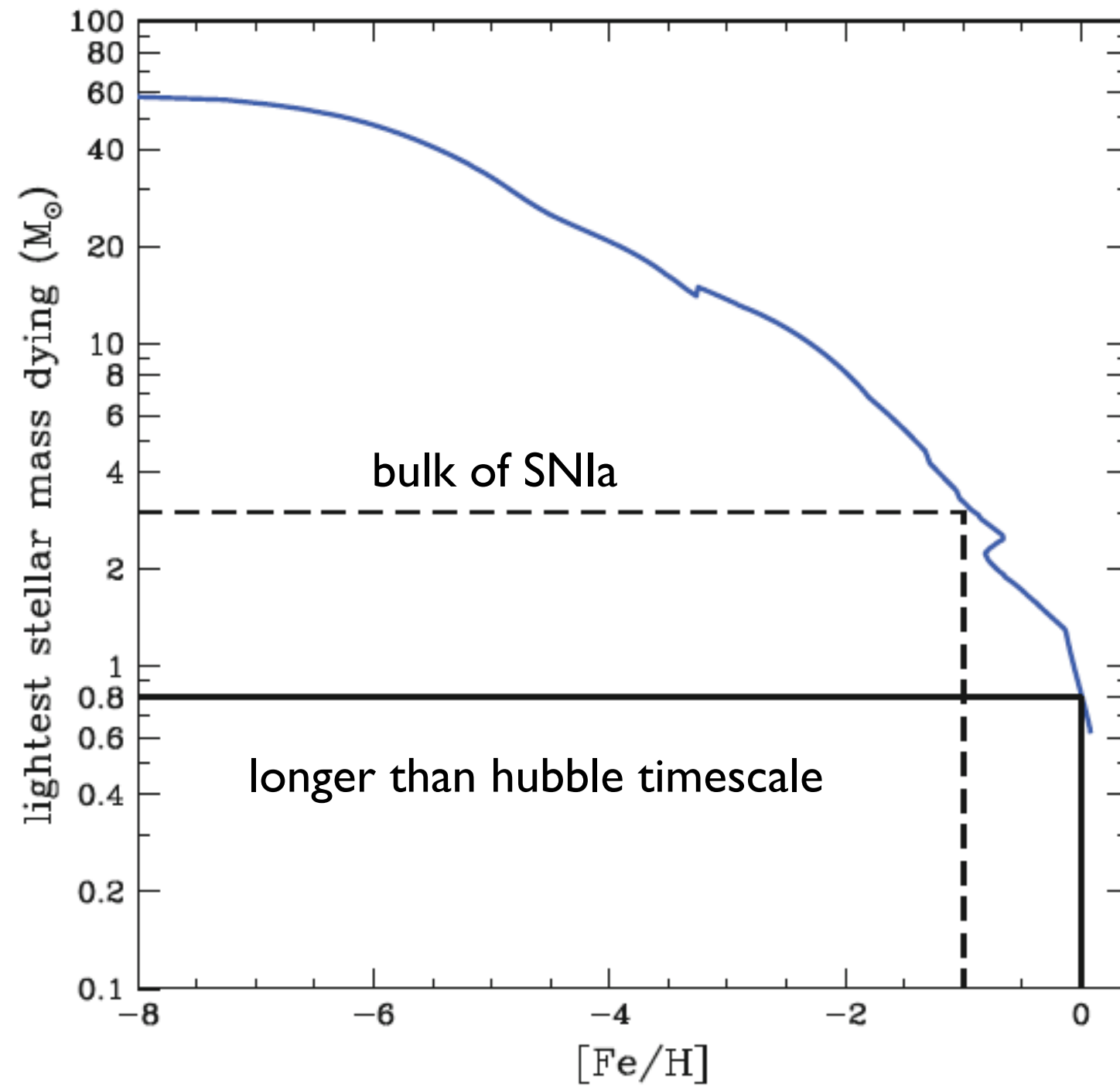


Chiappini01

The [O/Fe] knee

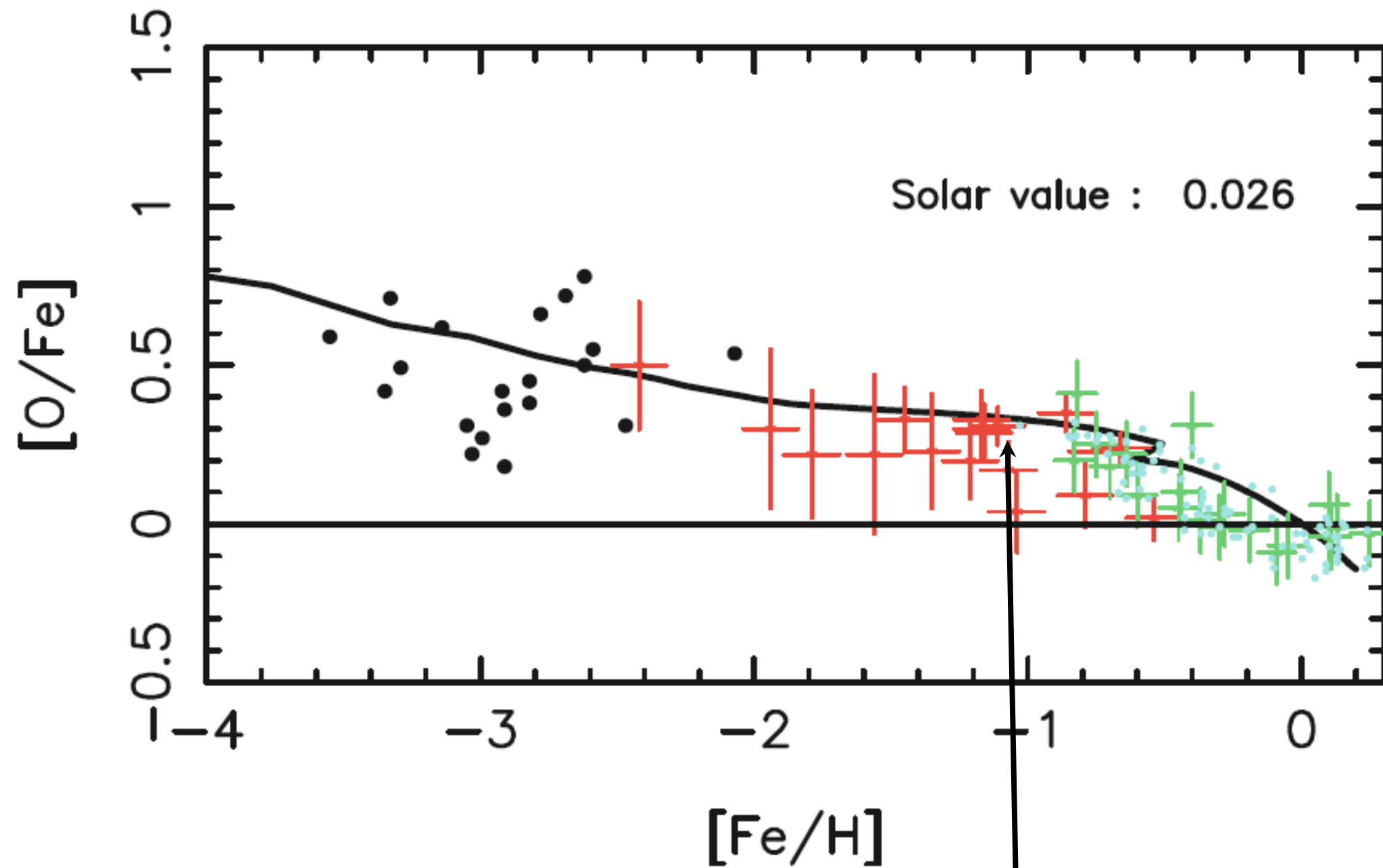


Timescales



Cescutti et al. 2006

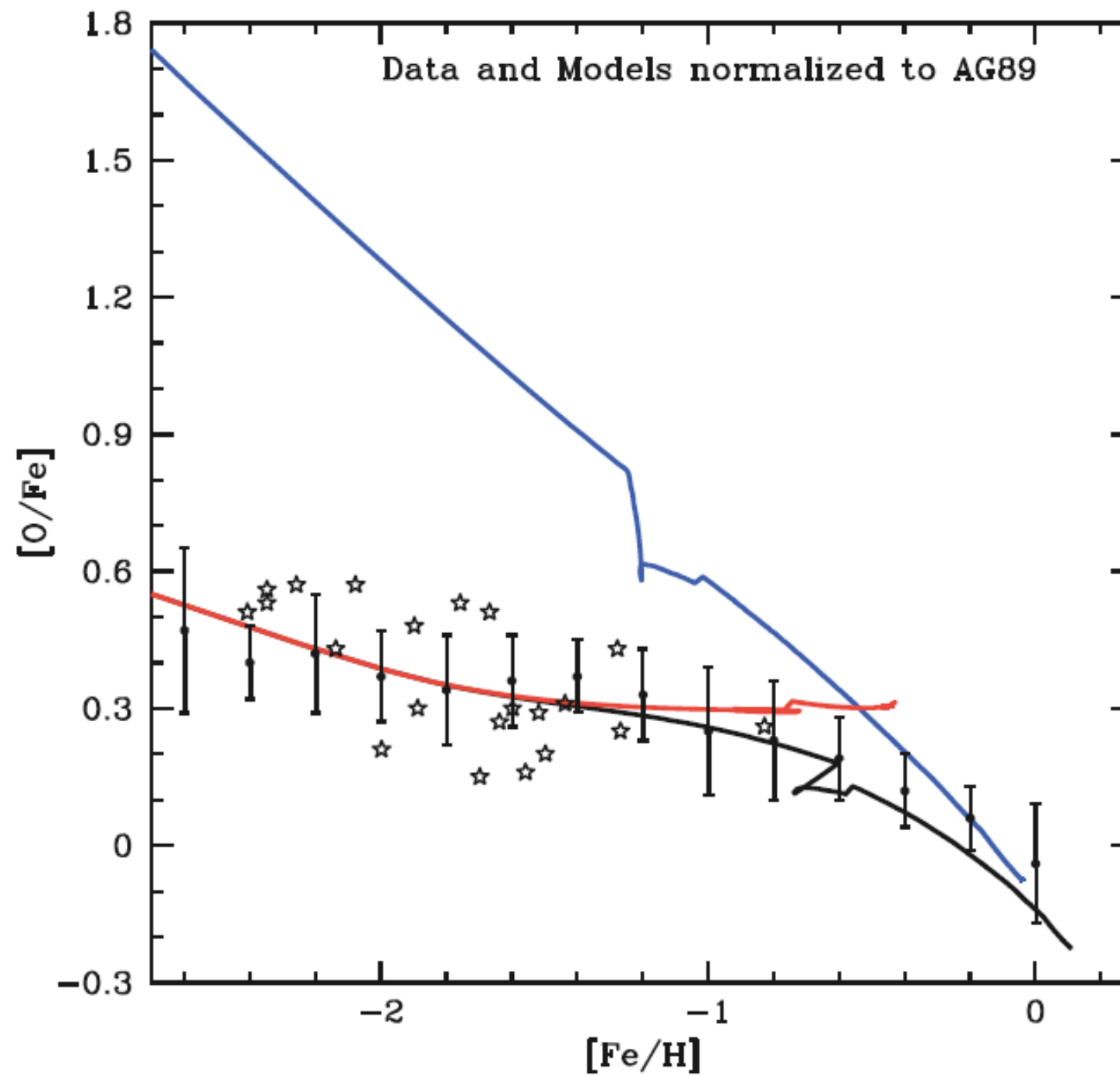
$[\alpha/\text{Fe}]$ knee in the solar vicinity



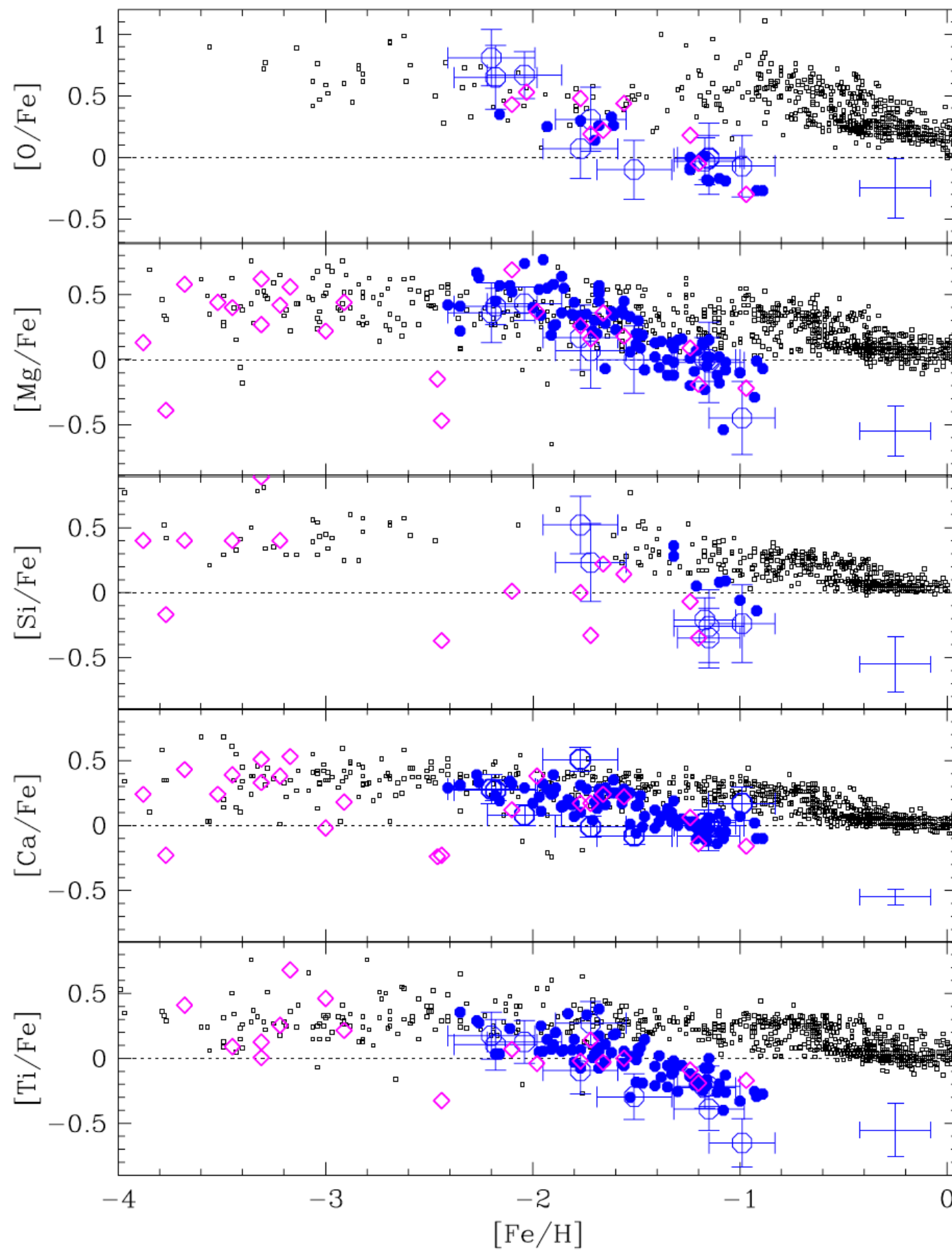
François et al. (2004)

where the SNIa start to contribute

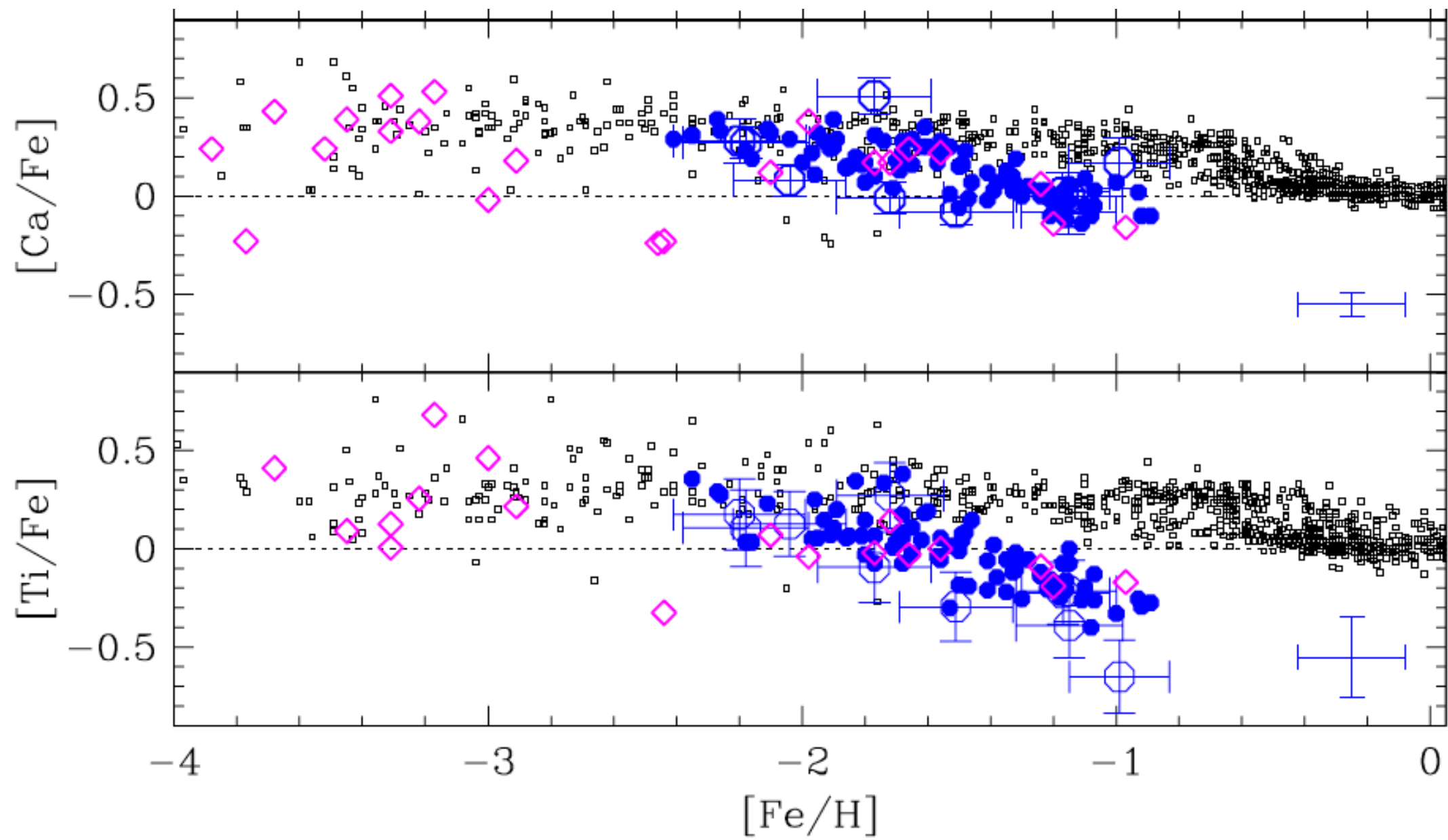
$[\alpha/\text{Fe}]$ with and without SNIa



alpha-elements in Sculptor galaxy

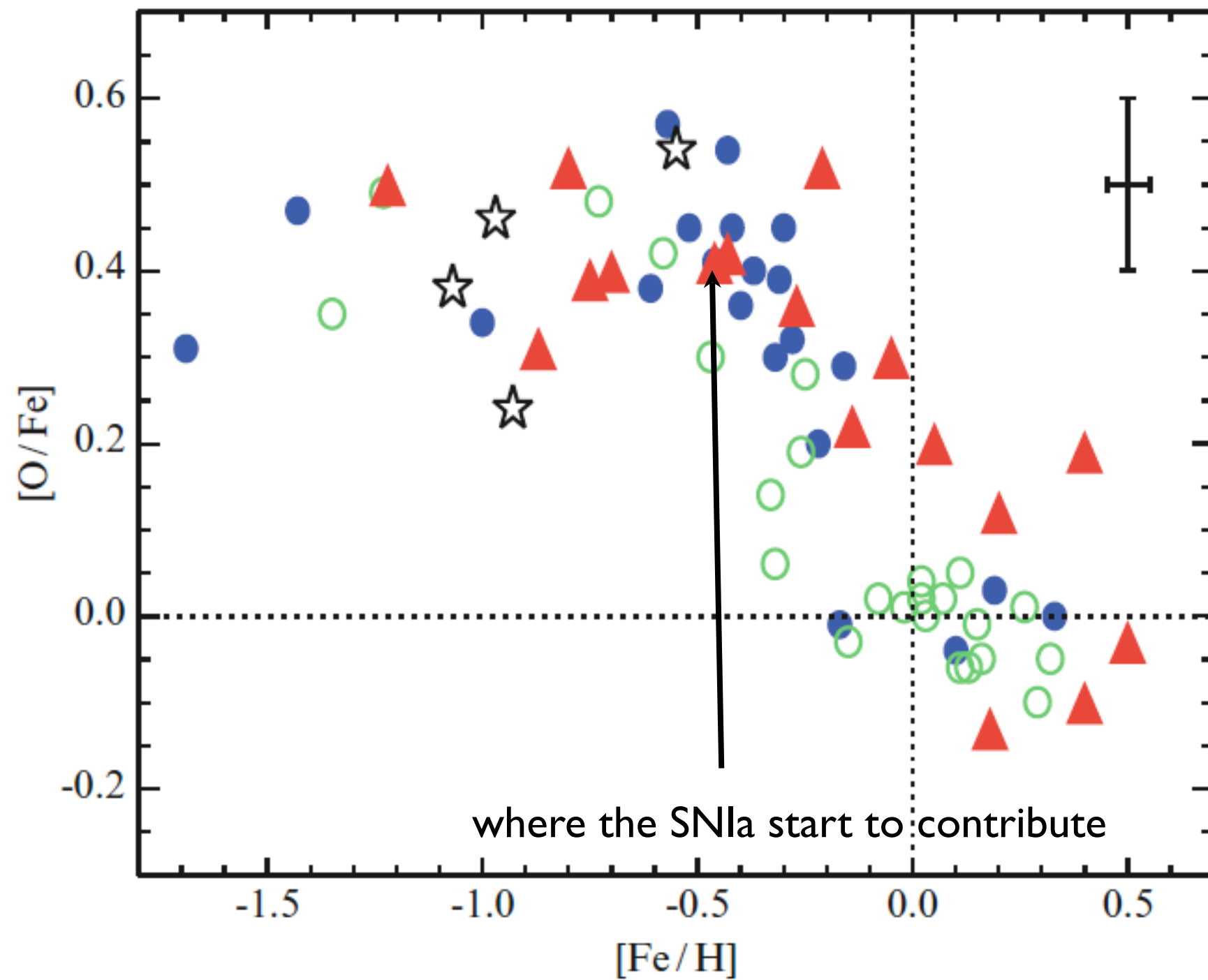


alpha-elements in Sculptor galaxy



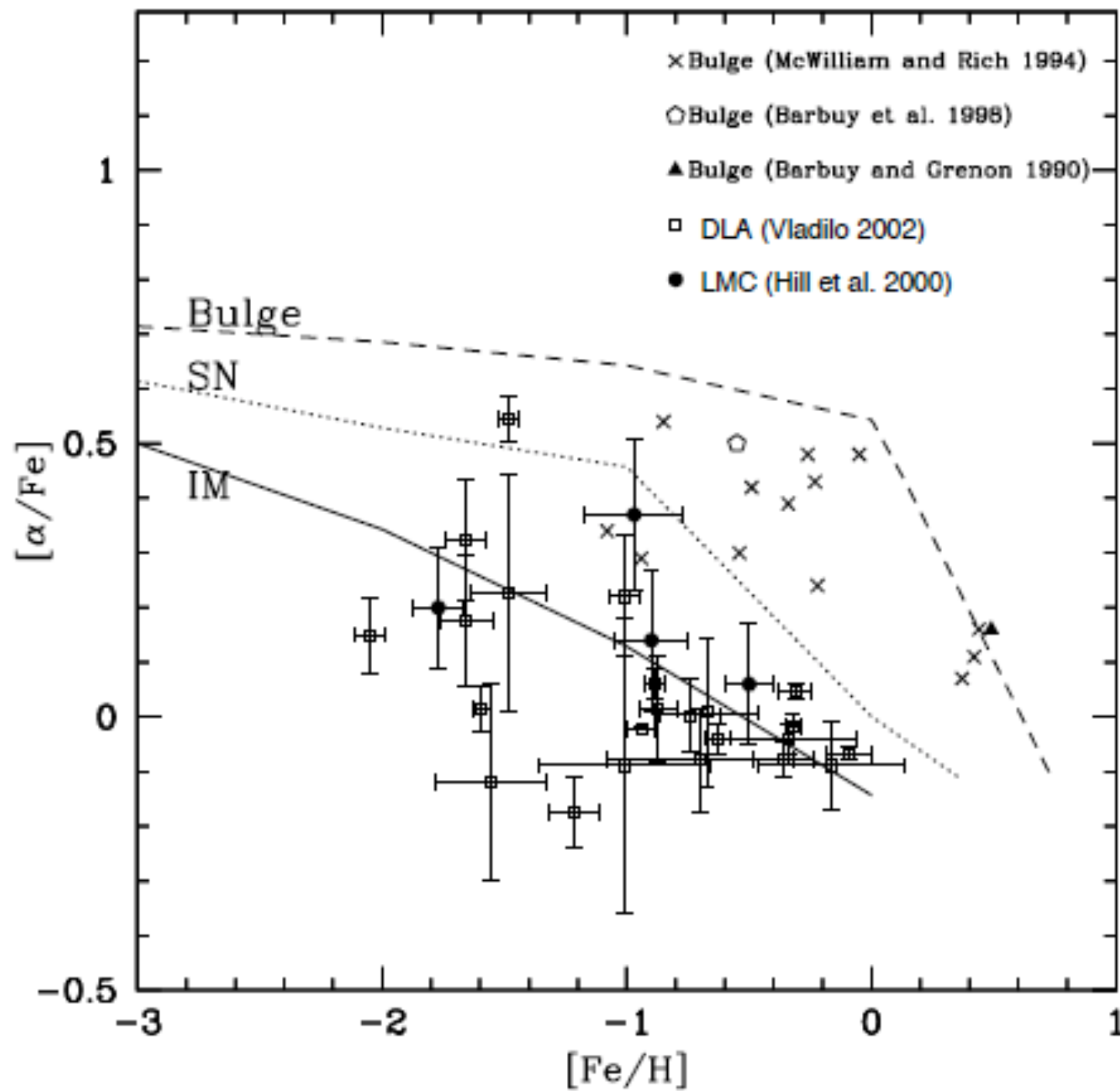
Hill+19

Bulge of the Milky Way



Melendez et al. (2008)

Time-delay model



Matteucci et al. (2012), first claim in
Matteucci e Brocato 1990

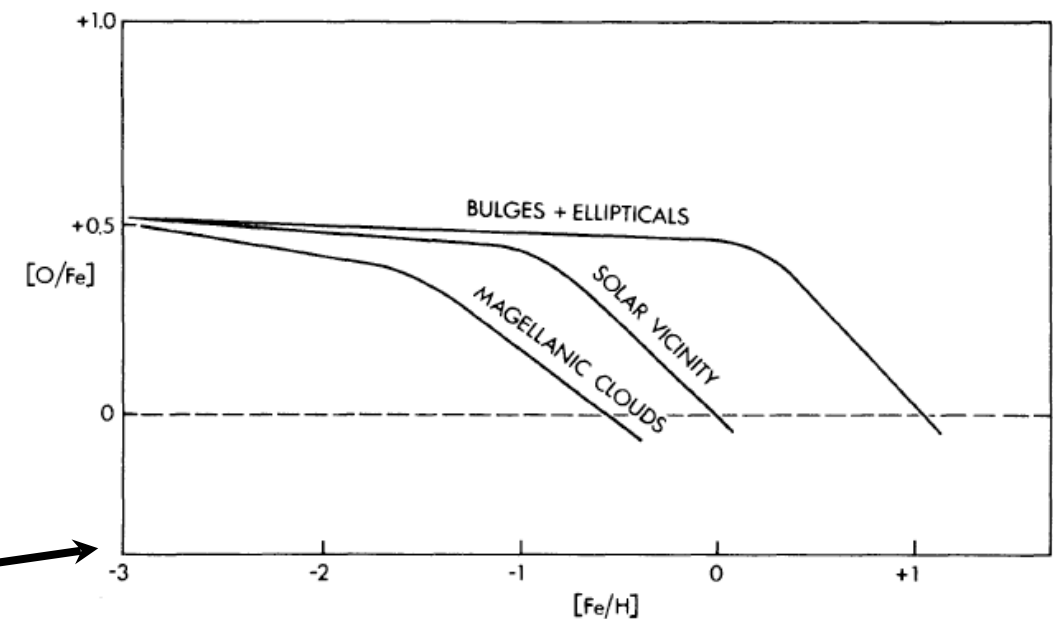
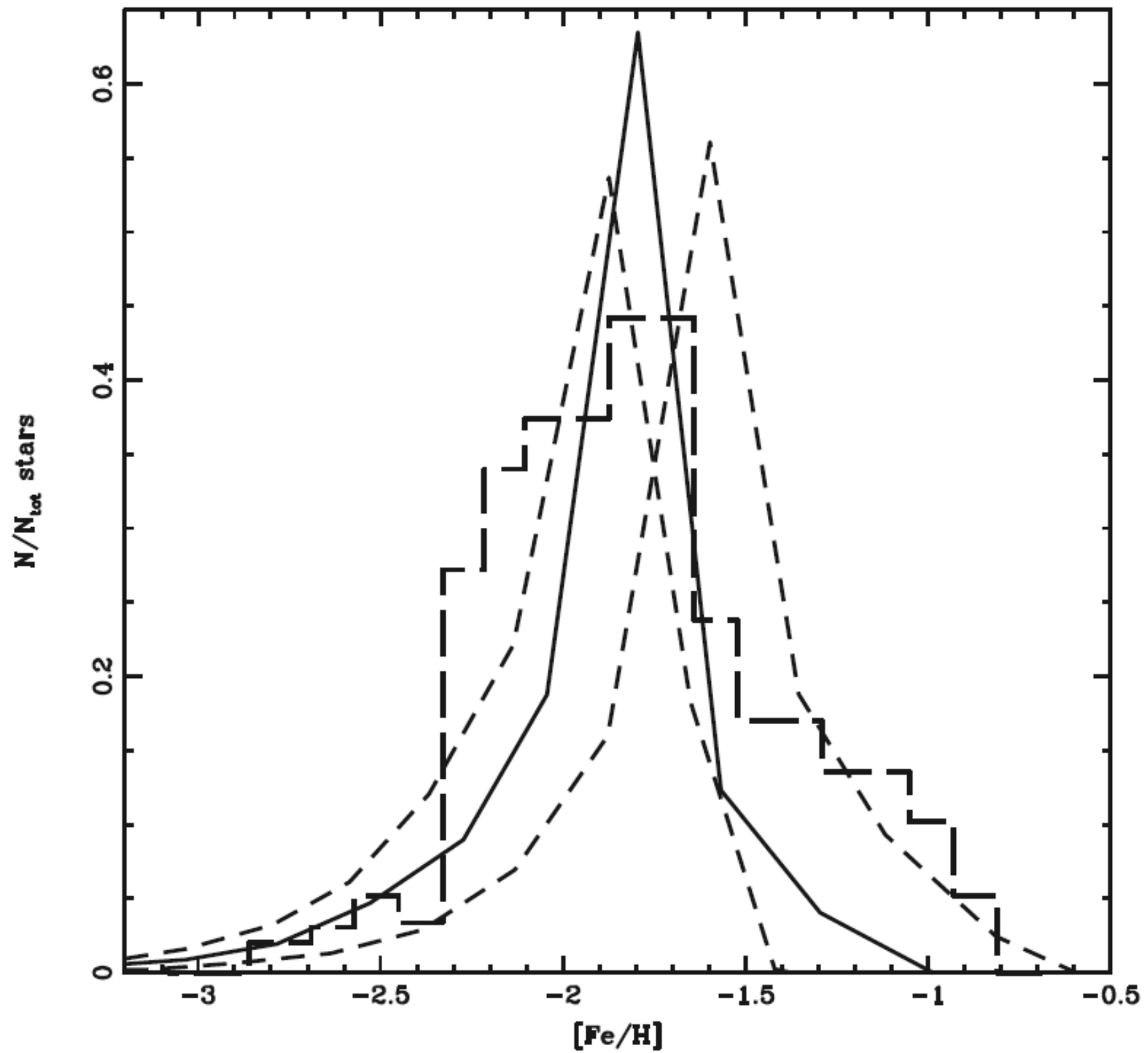


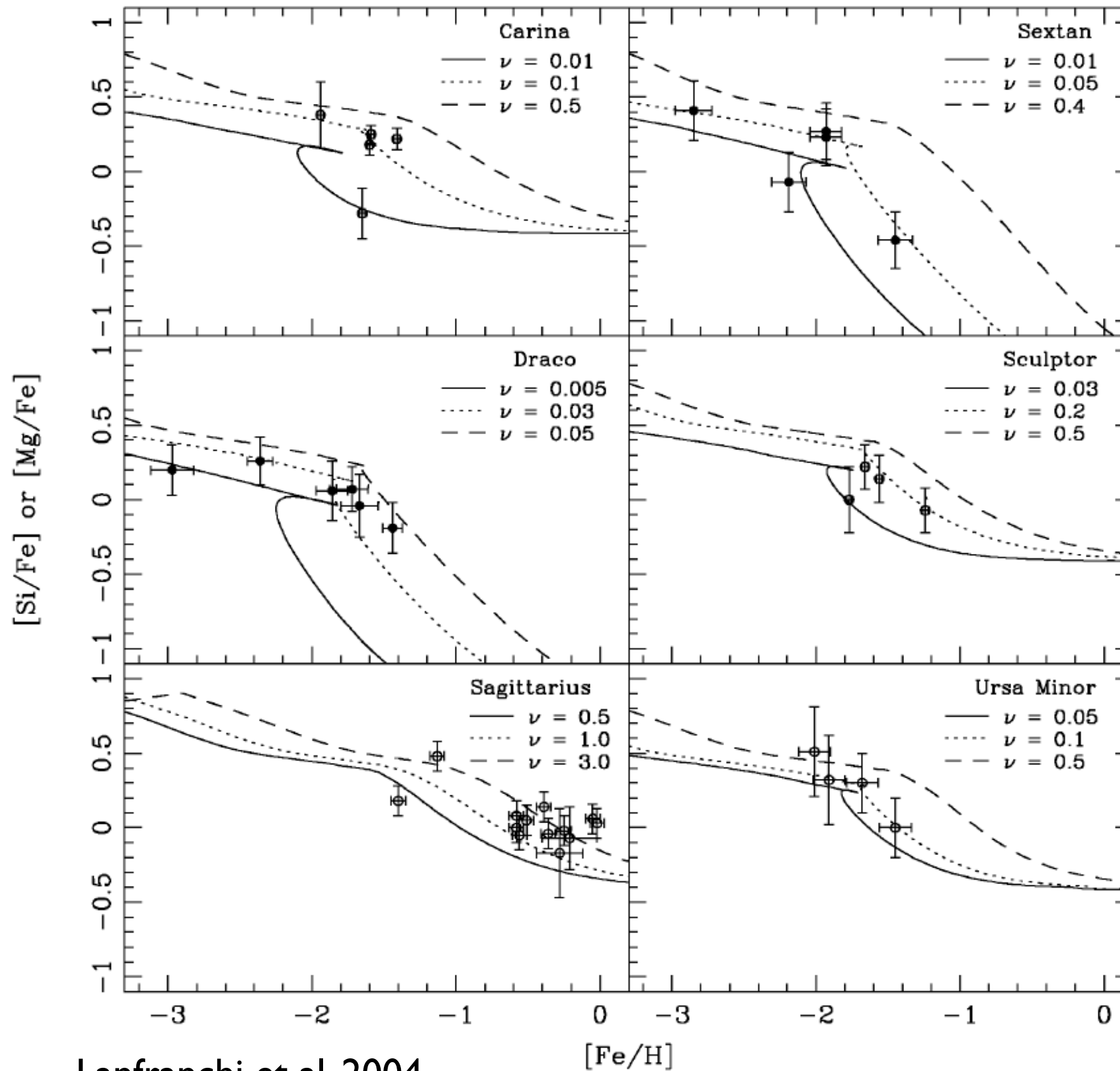
FIG. 4.—A sketch of the predicted $[O/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ relations in different systems as a consequence of their different $[Fe/H]$ - t relations.

Distribution functions for Sculptor

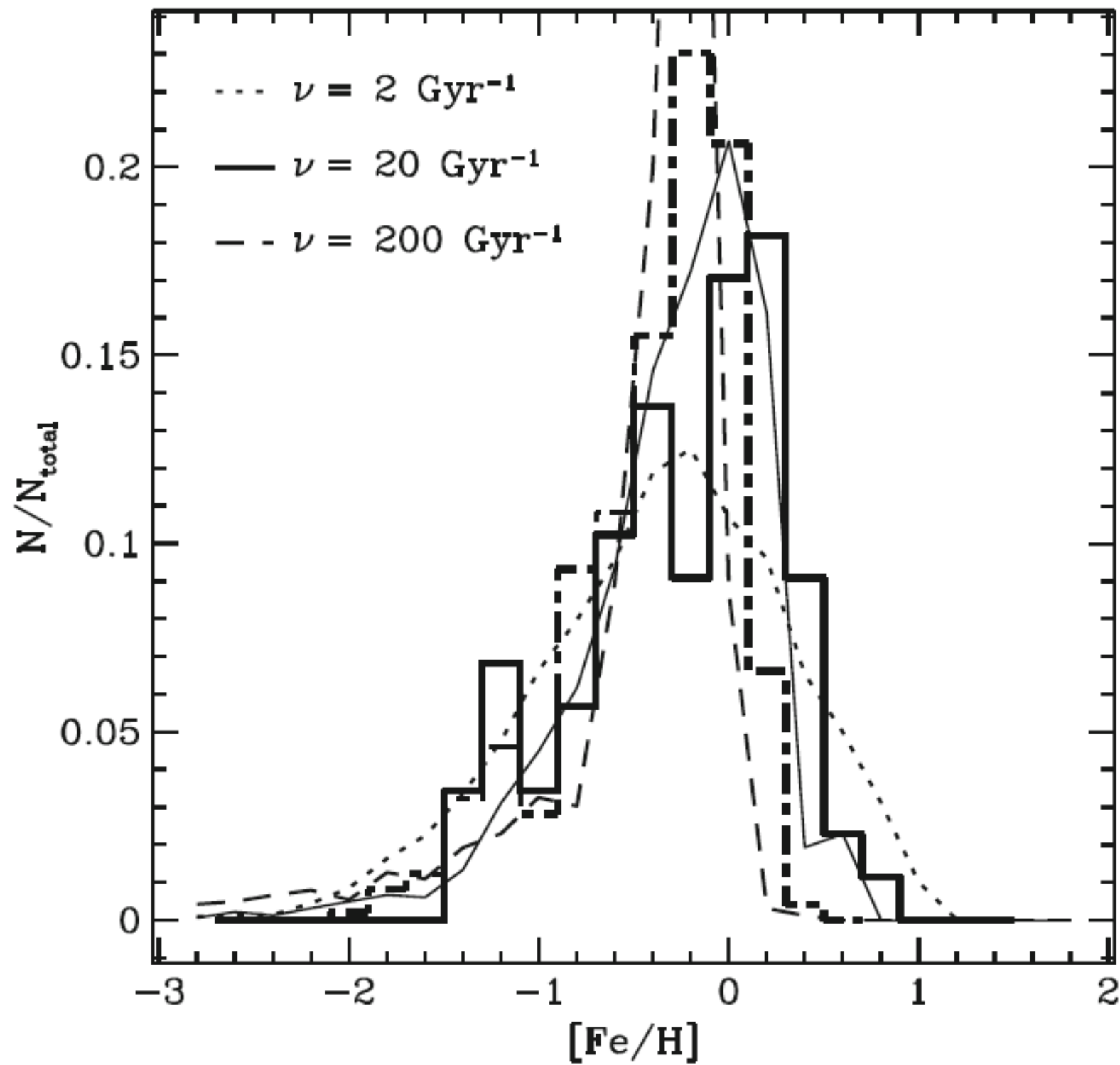


Lanfranchi et al. 2004

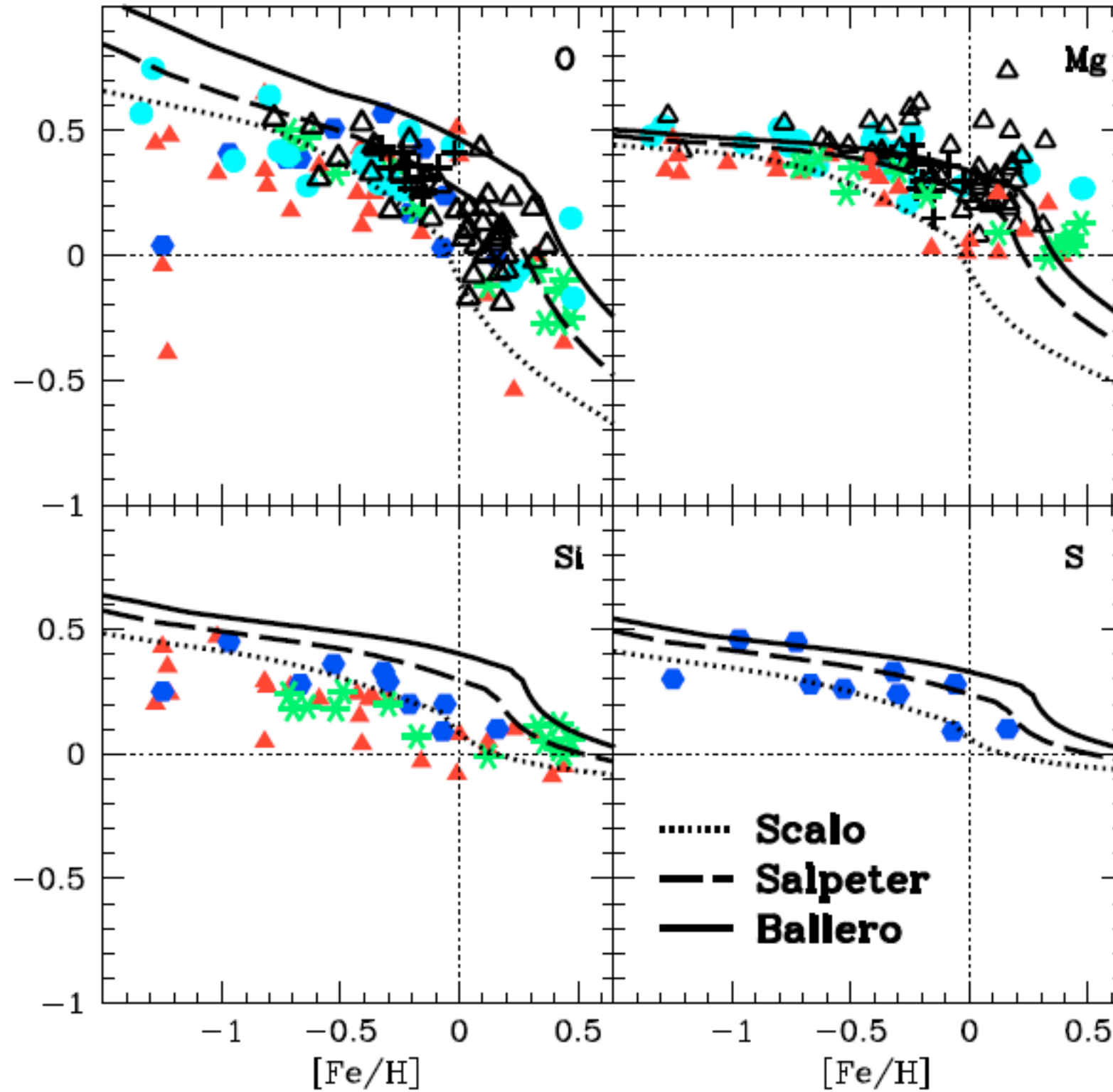
Chemical evolution for Sculptor



Distribution functions for Galactic bulge



Chemical evolution for the Bulge



The chemical evolution of different galaxies produce α -knees at different positions.

By means of chemical evolution model which implement the time delay for SNIa, we can constrain the **star formation history** (and more) of different galaxies thanks to the position of their α -knees.