

INFLUÈNCIA DE LES SN I EN ELS MODELS UNIZONALS D'EVOLUCIÓ GALÀCTICA

per

ROSER PELLÓ I DESCAYRE

Grup d'Astrofísica de l'Institut d'Estudis Catalans. Departament de Física de la Terra i el Cosmos, Universitat de Barcelona

RESUM

En aquest treball és analitzada la importància dels sistemes dobles, en tant que progenitors de *supernovae* de tipus I (SN I), en l'evolució química de l'entorn solar. Hi han estat desenvolupats diversos models numèrics unizonals que tenen en compte diferents hipòtesis per al ritme de formació estel·lar, per l'acreció de matèria extragalàctica i per les productivitats dels elements. Hom hi discuteix la importància dels ritmes de SN I a partir de la Funció de Massa Inicial per als sistemes dobles i les productivitats corresponents a la deflagració del carboni en una nana blanca de carboni-oxigen. La inclusió de les SN I en l'evolució del contingut metàl·lic permet d'obtenir una variació en les abundàncies relatives $[O/Fe]$ i $[C/Fe]$ respecte a la metal·licitat ($[Fe/H]$) similar a l'observada.

1. INTRODUCCIÓ

La finalitat d'un model d'evolució galàctica és de reproduir el comportament bé d'una galàxia sencera, bé d'una regió determinada, al llarg de la seva història, i permetre l'estudi de les seves propietats. Qualsevol model evolutiu pot ésser abordat des del punt de vista dinàmic, químic o fotomètric. Els processos dinàmics són responsables de la morfologia del sistema, de les condicions sota les quals evoluciona i, en general, del seu comportament respecte

Aquest treball va obtenir el Premi per a Estudiants de la Societat Catalana de Ciències, en la seva Secció de Física, de la convocatòria del 23 d'abril de 1986.

a les relacions gas-estrelles i galàxia-medi intergalàctic. Les propietats fotomètriques i químiques estan lligades a la població estel·lar present en el sistema, i aquesta depèn tant de la història de la formació estel·lar com de l'evolució de cada tipus d'estel en particular. Un model d'evolució química descriu la variació de les abundàncies dels diferents elements en el medi interstel·lar, i hi són incloses normalment algunes característiques dinàmiques i fotomètriques per tal d'assegurar-ne la coherència.

En general, un model d'evolució considera bàsicament dues menes de teories: les referents al comportament global del sistema i les corresponents a cada tipus d'objecte en particular. Dins les primeres destaquen les interaccions entre la galàxia i el medi intergalàctic i el procés de formació estel·lar. Entre les segones, cal considerar els estels com els objectes més actius des del punt de vista nucleosintètic, i llurs propietats estan caracteritzades en funció de llur massa. Emprar un model unizonal (sistema format per una regió única) com a aproximació del comportament del disc galàctic ha estat una pràctica corrent en l'estudi de l'evolució química (Talbot i Arnett 1971, 1973; Tinsley, 1974 a 1981; Pagel i Patchett, 1975; Sanahuja, 1979; Twarog, 1980; Clayton, 1984, 1985, entre altres). Els avantatges d'aquests models estan justament en llur simplicitat, que permet d'extreure un màxim d'informació sense introduir un gran nombre de paràmetres lliures.

Els estels «massius» ($m \geq 9 M_{\odot}$) acaben llur vida com a *supernovae* de tipus II (SN II) i són les responsables de l'enriquiment metàl·lic del medi interstel·lar (Arnett, 1978; Thielemann, 1984). Tradicionalment, la influència de les *supernovae* de tipus I (SN I) en l'evolució galàctica ha estat considerada en tant que fenomen lligat a l'evolució dels estels de massa intermèdia (Oemler i Tinsley, 1979; Tinsley, 1979). Les observacions de Kirshner i Oke (1975) suggerien que les SN I podien ésser una font important de ferro, i aquest factor era introduït d'una forma més o menys arbitrària en els models. Actualment, l'escenari més acceptat per a la producció de SN I és l'explosió d'una nana blanca en un sistema doble. La forma de la corba de llum i l'espectre fan pensar que, efectivament, la quantitat d'elements del pic del ferro ejectada és suficient per a convertir les SN I en un productor important —si no el més important— d'aquests elements a la galàxia. Fins aquests darrers anys hom no ha disposat de càlculs detallats de la nucleosíntesi resultant de la deflagració d'una nana blanca de carboni i oxigen (Nomoto *et al.*, 1984), i no ha estat, per tant, possible d'integrar-la en els models.

En l'apartat 2 són descrits els models d'evolució galàctica; l'apartat 3 tracta de la contribució de les SN I a la síntesi d'elements; en els apartats 4 i 5 són estudiades, respectivament, les propietats globals per a una galàxia aïllada i la influència de l'acreció de matèria. L'apartat 6 tracta de la influència de les SN I en l'evolució de les abundàncies dels elements primaris. La discussió final i les conclusions figuren a l'apartat 7.

2. MODELS D'EVOLUCIÓ GALÀCTICA

2.1. *Descripció dels sistemes. Equacions bàsiques*

Els models unizonals descriuen l'evolució d'un sistema format per una barreja homogènia de gas i estels. Suposen que la composició del medi interstel·lar és uniforme, i no exclouen que pugui existir interacció amb el medi intergalàctic.

El col·lapse dels núvols de gas en el medi interstel·lar dóna lloc al naixement d'estels. La quantitat de matèria que col·lapsa en cada tipus de massa estel·lar és donada per una distribució coneguda com la «Funció de Massa Inicial», IMF (Initial Mass Function). L'aproximació més simple és la de Salpeter (1955):

$$\phi(m)\alpha m^{-(1+x)}$$

Si la forma funcional de ϕ és considerada constant en el temps, i anomenem $\psi(t)$ el ritme de formació d'estrelles, és a dir, la massa total d'estels formada per unitat de temps, llavors

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

és el nombre d'estels formats dins l'interval de massa ($m, m + dm$), en l'interval de temps ($t, t + dt$).

Siguin: f , el flux de gas acretat, M , la massa total del sistema, M_g , la massa total en forma de gas (és la massa del medi interstel·lar), M_* , la massa total en forma d'estrelles, E , el ritme total d'ejecció per a totes les masses estel·lars. Es verifiquen les equacions següents:

$$\frac{dM}{dt} = f \tag{2.1}$$

$$\frac{dM_g}{dt} = E + f - \psi \tag{2.2}$$

$$\frac{dM_*}{dt} = \psi - E \tag{2.3}$$

La interacció del sistema amb el medi intergalàctic té lloc mitjançant un intercanvi gasós (d'acreció o bé de depleció), i el terme f reflecteix la variació de la massa total del sistema com a resultat de l'intercanvi. Un cas important és el de $f=0$, que correspon a una galàxia aïllada. La fracció de gas sol ésser definida com $\mu = M_g/M$; trivialment $M_* = (1-\mu)M$.

Siguin w_m i τ_m la massa residual, o massa del romanent, i el temps de vida d'un estel de massa inicial m , respectivament. Llavors, la relació entre E i els termes $\phi(m)$ i $\psi(t)$ pot ésser expressada com

$$E(t) = \int_{m_t}^{\infty} (m - w_m) \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm \quad (2.4)$$

on m_t és la massa de tall, definida com la massa corresponent a un estel tal que $\tau_m = t$.

Siguin

P_{km} la fracció de massa d'un estel de massa m convertida en element k i ejectada,

M_k la massa total de l'element k present en el medi interstel·lar,

Z_k la fracció de massa de l'element k en el medi interstel·lar,

Z'_k la fracció de massa de l'element k en el gas acretat.

Es verifica:

$$\frac{d(Z_k M_g)}{dt} = \frac{dM_k}{dt} = -Z_k \psi(t) + E_k + Z'_k f(t) \quad (2.5)$$

on E_k correspon al ritme total d'ejecció de l'element k . El balanç final a la mort d'un estel de massa m és donat per:

$\sum_k P_{km} m$	Metalls de nova producció
$m - w_m - \sum_k P_{km} m$	Material ejectat sense processar. L'abundància de l'element k en aquesta regió és $Z_k(t - \tau_m)$.
w_m	Romanent.

Llavors hom pot escriure E_k com

$$E_k(t) = \int_{m_t}^{\infty} [(m - w_m - \sum_k P_{km} m) Z_k(t - \tau_m) + P_{km} m] \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm \quad (2.6)$$

on el primer terme de la suma dins la integral correspon a l'element k ejectat sense processar, i el segon terme a l'element k de nova producció.

Els termes de fracció de material retornat, R , i de productivitat integrada o «yield», y_k , del metall k , donats per Tinsley (1980), són:

$$R = \int_{m_0}^{\infty} (m - w_m) \phi(m) dm \quad (2.7)$$

$$y_k = \frac{1}{1-R} \int_{m_0}^{\infty} m p_{km} \phi(m) dm \tag{2.8}$$

on m_0 correspon a la massa de tall a l'època present (usualment hom agafa el valor d' $1 M_{\odot}$). R és la fracció de massa del component estel·lar que serà ejectada al medi interstel·lar en el temps corresponent a la vida d' $1 M_{\odot}$. El terme y_k representa la massa del metall k de nova producció que podrà ésser ejectada per unitat de massa romanent en el component estel·lar.

2.2. Caracterització de l'evolució química. Models numèrics

Amb la construcció de models numèrics hom pretén de resoldre les equacions 2.1, 2.2, 2.3 i 2.5 i poder així estudiar l'evolució de les característiques més importants del sistema gas-estrelles, com són: la massa de gas present a la galàxia, la massa corresponent al component estel·lar i les abundàncies dels elements primaris més rellevants.

Els estels neixen seguint una distribució que depèn de la massa de cadascun. L'interval de masses possibles ha estat fixat entre els límits de $0,1 M_{\odot}$ i $120 M_{\odot}$. Els resultats són poc sensibles al límit superior, per tal com la quantitat de massa col·lapsada en forma d'estels molt «massius» representa una fracció petita de la massa total. En canvi, si que caldrà tenir presents els efectes del límit inferior. Els estels de massa molt petita ($m \leq 0,4 M_{\odot}$) es comporten com un pou de matèria, ja que pràcticament no contribueixen a la lluminositat de la galàxia i, com que llur vida és extremament llarga, tampoc no tenen cap mena d'influència sobre la metal·licitat.

L'espectre de masses ha estat dividit en quaranta-un intervals. Cada interval té assignada una massa que el caracteritza, la marca de classe, i en ell les propietats dels estels s'identifiquen amb les de la marca de classe, tant pel que fa a les característiques de l'evolució estel·lar com a les productivitats dels diferents elements. L'avaluació de la IMF ha estat basada en l'expressió donada per Tinsley (1980):

$$m \phi(m) \propto \begin{matrix} m^{-0.25} & \text{per } 0.4 < m \leq 1 \text{ (m en } M_{\odot}) \\ m^{-1.0} & 1 < m \leq 2 \\ m^{-1.3} & 2 < m \leq 10 \\ m^{-2.3} & 10 < m \leq 50 \end{matrix} \tag{2.9}$$

Els factors que influeixen sobre el ritme de formació estel·lar són molts, i el coneixement que en tenim en l'actualitat és realment escàs. Una expressió adient per a aquest hauria d'incloure la dependència en magnituds tals com la densitat del gas, la velocitat del so, la freqüència de l'ona de xoc, el camp

magnètic, l'abundància metàl·lica i la densitat d'estels, entre altres. Sortosament, però, la dependència fonamental del ritme de formació d'estels sembla centrar-se en la densitat del gas galàctic (Schmidt, 1959; Talbot, 1974). L'expressió que ha estat adoptada és:

$$\psi(t) = \psi_0 (M_g/M)^n, \text{ on } 1 \leq n \leq 2 \text{ i } \psi_0 = Ct. \quad (2.10)$$

que és la més corrent en el càlcul d'aquest tipus de models (Lacey i Fall, 1984).

Per tal de seguir l'evolució de les abundàncies dels elements, hom ha afegit a les dades d'evolució estel·lar les corresponents a les productivitats per a cada marca de classe (P_{hk}). Els estels poden ésser dividits en dues categories: estrelles fins a $10 M_\theta$, per a les quals la contribució a la síntesi d'elements és negligible, i estrelles de més de $10 M_\theta$, que són les responsables de l'enriquiment metàl·lic del medi.

Les productivitats per a les estrelles «massives» són afectades per l'existència del vent estel·lar. La seva influència ha estat estudiada a partir del càlcul de dues menes de models: els que consideren una evolució estel·lar sense pèrdua de massa (evolució conservativa), i els que tenen en compte els efectes del vent estel·lar. Per als primers, hom ha emprat els resultats d'Arnett (1978); pel que fa als segons, ens hem referit al treball de Chiosi i Caimmi (1979) (a partir d'ara ens hi referirem com models A i CC, respectivament). La comparació entre ambdues prescripcions mostra que la producció de metalls és molt més important en el cas conservatiu.

El model numèric abarca un període que va des de l'època de formació de la galàxia fins a un instant situat al voltant de la seva edat actual, que és compresa entre 12 i 14×10^9 anys. El període estudiat és dividit en 150 intervals de 10^8 anys. L'inici de cada un d'aquests intervals significa el naixement d'una generació d'estels amb una composició química igual a la del medi interstel·lar en l'interval considerat.

3. CONTRIBUTIÓ DE LES SUPERNOVAE A LA SÍNTESI D'ELEMENTS

3.1 Influència en els models d'evolució galàctica

El ritme de *supernovae* és una altra variable important a l'hora de verificar la coherència observacional d'un model. L'avaluació del ritme de SN II és simple, ja que és un esdeveniment lligat únicament a la mort de les estrelles «massives» ($m \geq 9 M_\theta$). En canvi, el càlcul del ritme de SN I obliga a imposar una sèrie d'hipòtesis referents a llur origen, que compliquen el model.

En l'actualitat hi ha un acord generalitzat pel que fa a l'origen de les SN II: hom coincideix a considerar-les l'esdeveniment final en la vida d'un estel «massiu» (Maza i van der Bergh, 1976; Weaver *et al.*, 1978; Thielemann, 1984, entre altres). Hom considera que el límit inferior en massa coincideix

amb el límit teòric per a la formació d'un nucli degenerat de carboni-oxigen, en la fase de gegant roja ($m \geq 9 M_{\odot}$); aquest valor concorda bé amb els darrers estudis estadístics sobre el límit superior dels estels progenitors de nanes blanques —situat a l'entorn de $8 M_{\odot}$ —. Si anomenem m_L el límit inferior, el ritme de SN II és donat per

$$\text{SNII}(t) = \int_{m_L}^{120 M_{\odot}} \phi(m) \psi(t-\tau) dm \quad (3.1)$$

Han estat emprats els valors de $9 M_{\odot}$ i $10 M_{\odot}$ per a avaluar la influència del límit inferior en el ritme de *supernovae*. Per al cas d'una galàxia tancada, $f=0$, els resultats mostren que la diferència entre els ritmes no ultrapassa, en el cas més desfavorable, les 0,05 SN/any per al model $n=1$ (vegeu 2.10), i les 0,1 SN/any per al model $n=2$. Els valors dels ritmes de SN II que hom obté per a l'època actual són d'una *supernova* cada 25 anys ($n=1$), o d'una cada 50 anys ($n=2$); aquests valors s'ajusten bé a les estimes actuals —una *supernova* cada 15-30 anys— si tenim en compte la incidència de les SN I en el ritme total. El límit inferior de massa per als models ha estat fixat en $m_L=9 M_{\odot}$.

Contràriament a allò que s'esdevé en el cas de les SN II, l'origen de les SN I es presta a controvèrsia. Dos són els escenaris que han estat proposats: la mort d'estrelles de massa intermèdia ($2-7 M_{\odot}$) (Oemler i Tinsley, 1979; Tinsley, 1979) i la deflagració d'una nana blanca que acreix matèria en un sistema doble tancat (Nomoto, 1980). En l'actualitat, hom tendeix a considerar la segona proposta la més raonable (Iben i Tutokov, 1984; Thielemann, 1984; Isern *et al.*, 1984) tot acceptant que no ha estat establerta cap correl·lació clara entre les SN I i una població estel·lar determinada.

El fet de considerar que els objectes progenitors de les SN I siguin nanes blanques obliga a modificar les equacions plantejades en l'apartat anterior. L'explosió d'una SN I permet que el medi interstel·lar recuperi una part del material emmagatzemat en forma de romanent, i que formava part del component inactiu de la galàxia. D'altra banda, el material ejectat contribueix a l'enriquiment del medi interstel·lar en metalls, i és també el procés responsable de la presència en el component gasós d'alguns elements produïts exclusivament en les condicions físiques que determinen les SN I. En una SN I, el ferro és l'element més abundant en el material ejectat (Nomoto *et al.*, 1984a, 1984b; Thielemann, 1984), seguit de l'oxigen, el silici i el carboni. Com a exemple d'element produït exclusivament a les SN I, hem calculat l'evolució del crom-54. Per a les productivitats han estat presos els valors calculats per Nomoto *et al.*, (1984b), segons models per als quals la disrupció de la nana blanca és total.

3.2 Escenaris per a la producció de SN I. Càlcul dels ritmes

L'escenari adoptat per a la producció de SN I és el dels sistemes dobles tancats. El sistema de partida és compost per un estel primari i un de secundari, de masses m_p i m_s , respectivament. El primari —més «massiu»— evoluciona primer i dóna lloc a una nana blanca, mentre que el secundari és el responsable de l'acreció i posterior detonació del sistema. El càlcul del ritme de *supernovae* passarà per l'avaluació dels «ritmes de mort» dels secundaris. Per a això caldrà determinar quines estrelles, d'entre les nascudes en una generació, formen part de sistemes dobles tals que puguin donar lloc a l'esdeveniment d'una SN I.

L'expressió de la IMF és vàlida per a estels individuals, però cal tenir en compte la distribució dels estels en sistemes dobles. Això pot fer-se coneixent quina és aquesta distribució per a les estrelles de la seqüència principal. Podem considerar-hi tres categories: I, estrelles individuals; II, sistemes de llarg període ($P \geq 100$ anys), i III, sistemes de curt període ($P < 100$ anys) (Abt i Levy, 1976). Segons Miller (1983), una expressió vàlida per a la IMF que inclou les tres categories és

$$f(m_p, m_s) = c_1 m_p^x + c_2 m_p^x m_s^x + c_3 m_p^a m_s^b, \quad (3.2)$$

I II III

on $f(m_p, m_s) dm_p dm_s$ representa el nombre de sistemes formats amb primàries dins l'interval $(m_p, m_p + dm_p)$ i secundàries dins l'interval $(m_s, m_s + dm_s)$, essent x el pendent de la IMF en l'interval de massa corresponent. Les constants que intervenen en el cas dels sistemes de curt període són: $C_3 = 13.7$, $a = -3,9$ (Miller, 1983) i $b = 0,4$ (Abt, 1979).

Si hom accepta l'expressió 3.2 per a la IMF, pot calcular el ritme de SN I, $r(t)$, a partir del terme corresponent als sistemes de curt període. En l'aproximació segons la qual la SN I es produeix en abandonar l'estrella secundària la seqüència principal, i considerant que l'explosió de l'estrella primària com a SN II destrossa el sistema, $r(t)$ pren la forma

$$r(t) = d \int_{m_t}^{m_{su}} \int_{m_{pl}(m_s)}^{m_{pu}} c_3 m_p^a m_s^b \psi(t - \tau_m) dm_s dm_p \quad (3.3)$$

m_{su} : massa límit superior de la secundària

m_{pu} : massa límit superior de la primària (coincideix amb m_L).

m_{pl} : massa límit inferior de la primària (depèn de m_s)

El paràmetre d indica la fracció de sistemes tancats que presenten un període inicial adient per a donar lloc a una SN I. Serà considerat un factor constant —lligat a la constància de la IMF en el temps—, i el seu valor serà ajustat de manera que els ritmes de SN I i els de SN II calculats siguin iguals a l'època

present. El comportament esperat per a la m_{pl} en funció de la m_s ha estat estudiat per Miller i Chevalier (1983). Sigui m_c la massa a partir de la qual n'hi ha prou amb què $m_{pl}=m_s$. Llavors, m_{pl} és donada per

$$m_{pl} = \begin{cases} m_s & \text{per } m_s > m_c \\ c_1 m_s + c_2 & \text{per } m_s \leq m_c \end{cases} \quad (3.3)$$

amb $c_1=(m_c-m_1)/(m_c-1)$ i $c_2=m_c(1-m_1)/(1-m_c)$, on m_1 és la massa de la primària corresponent a un sistema doble amb una secundària d'1 M_θ .

La contribució d'una generació estel·lar nascuda a l'instant t_j al ritme de SN I és

$$SNI_j = d \int_{m_{t_i}}^{m_{t_{i-1}}} \int_{m_{pl}(m_s)}^{m_{pu}} c_3 m_p^a m_s^b dm_p dm_s$$

on els límits m_{t_i} i $m_{t_{i-1}}$ representen les masses de tall de l'estrella secundària corresponents, respectivament, als temps t_i [$t_i=(i-j)\Delta t$] i t_{i-1} ($t_{i-1}=t_i-\Delta t$) transcorreguts des de la formació de la generació j . D'aquesta manera, el ritme de SN I a l'instant i és

$$r_i = \sum_{j=1}^i SNI_j \psi_{i-j}$$

Miller i Chevalier (1983) utilitzen els valors: $m_c=3M_\theta$, $m_1=4 M_\theta$ i $m_{su}=5 M_\theta$. Per tal de determinar la influència d'aquests valors en el comportament de $r(t)$ han estat estudiats diversos models, tots ells corresponents a l'evolució d'una galàxia tancada. A la taula 1 hi trobem llurs característiques.

El model S1 correspon als càlculs de Miller i Chevalier; el valor del paràmetre d és 0,03. Fixant aquest valor, hom pot comparar els resultats obtinguts en els diferents models. A les figures 1a i 1b han estat representats els ritmes de SN I per als casos $n=1$ i $n=2$, respectivament. Hom hi inclou també el ritme de SN II, prenent $m_L=9 M_\theta$.

Taula 1. Característiques dels models per al càlcul dels ritmes de *supernovae*. Masses en M_θ .

Model	SN I			SN II	
	m_c	m_1	m_{pu}	m_{su}	m_L
S1	3	4	9	5	9
S2	3	4	10	5	10
S3	3	4	9	9	9
S4	5	6	9	9	9

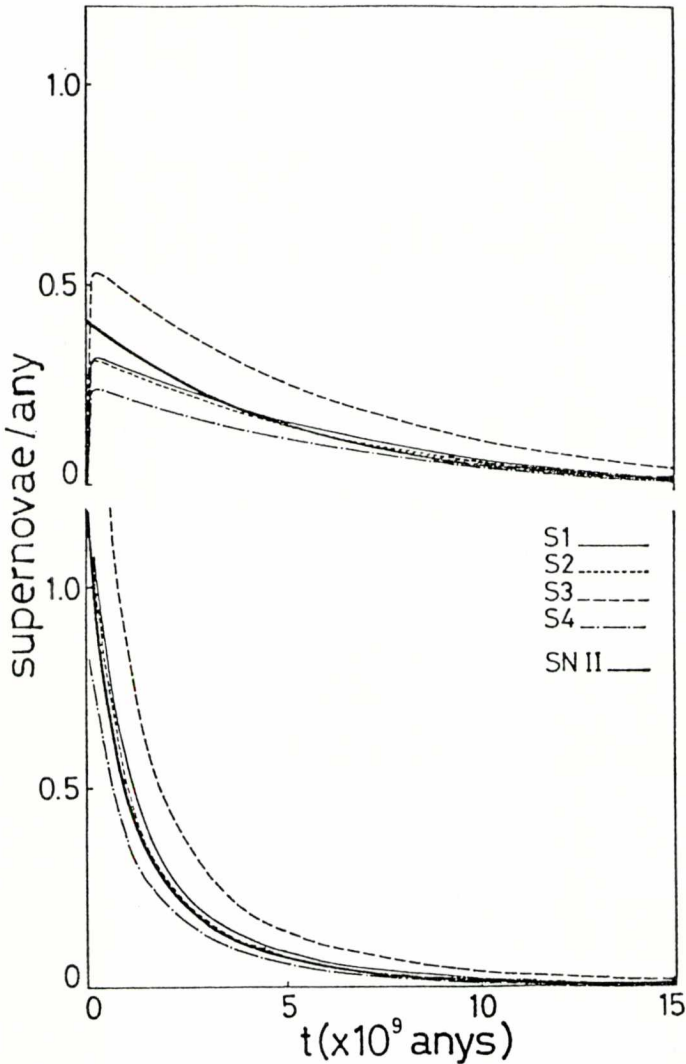


Fig. 1a (dalt) i 1b (baix). Evolució dels ritmes de *supernovae* I i II per als models $n=1$ i $n=2$, respectivament.

Els resultats són pràcticament insensibles al límit inferior en massa per als estels progenitors de SN II. En canvi, imposant una condició menys restrictiva sobre m_{su} hom observa un augment apreciable en $r(t)$ (model S3). L'efecte més important és el de variar els valors de m_c i m_1 , tal com podem constatar en el cas S4. De tota manera, hom ha considerat que l'aproximació representada pel model S1 és prou bona, i és el que ha estat adoptat a l'hora de fer determinacions d'abundàncies.

4. EVOLUCIÓ DELS MODELS GALÀCTICS TANCATS

4.1 Evolució de la fracció de gas i de la lluminositat

Les propietats evolutives globals poden ésser caracteritzades a partir dels resultats corresponents a una galàxia tancada. El ritme de formació estel·lar és donat per 2.10. Per tal de fixar la constant ψ_0 , cal determinar el temps característic d'evolució a partir del valor estimat per a la fracció de gas de l'entorn solar, que oscil·la entre 0,05 i 0,15 (Gordon i Burton, 1976). A partir de la hipòtesi de reciclatge instantani (Talbot i Arnett, 1971), hom pot escriure la variació temporal de la fracció de gas així:

$$\frac{d\mu}{dt} = -\frac{1}{\tau}\mu^n \quad \text{on } \tau = \frac{M}{(1-R)\psi_0} \quad (4.1)$$

Integrant l'equació 4.1, amb la condició que $\mu(0)=1$, obtenim

$$\mu(t) = \exp(-t/\tau), \quad \text{per } n=1 \quad (4.2)$$

$$\mu(t) = 1/(1+t/\tau), \quad \text{per } n=2 \quad (4.3)$$

Tenint en compte que l'edat actual de la galàxia és compresa entre $12 \text{ i } 14 \times 10^9$ anys, i considerant els valors límits per al contingut de gas, trobem que τ varia entre $4.0 \text{ i } 7.4 \times 10^9$, per a $n=1$, mentre que per a $n=2$ el seu valor és comprès entre $0,6 \text{ i } 2,5 \times 10^9$ anys. Ha estat fixat un valor mitjà entre aquests límits per tal de representar el comportament de cada un dels índexs: $\tau=6 \times 10^9$ anys per a $n=1$ (model exponencial E6T), i $\tau=1,5 \times 10^9$ anys per a $n=2$ (model no exponencial N1T). R pot prendre valors entre 0,1 i 0,3, depenent de la IMF que considerem (Tinsley, 1980); en el nostre cas $R=0,2$. Cal dir, però, que els resultats finals depenen molt poc del valor de R (Sanahuja, 1979). A la figura 2 hi ha representada l'evolució temporal de la fracció de gas per als diferents models.

La figura 3 presenta les lluminositats globals per a cada fase estel·lar. La lluminositat global és deguda bàsicament a la contribució dels estels a la fase de gegant. La contribució de la seqüència principal presenta una tendència lleugerament decreixent; això és degut a la disminució temporal del ritme de formació estel·lar, i també al fet que els estels de llarga vida formats en una primera època abandonen paulatinament la seqüència principal. La corba dels romanents presenta una tendència creixent al llarg de tota l'evolució. Les diferències entre els resultats obtinguts en ambdós models són poc importants. La relació M/LL per a l'època actual és de $4 M_\odot/L_\odot$ per a $n=1$, i de $5 M_\odot/L_\odot$ per a $n=2$, valors lleugerament superiors a l'estimat per Faber i Gallagher (1979) a l'entorn solar: $M/LL=3 M_\odot/L_\odot$ (amb un error estimat del 30 %).

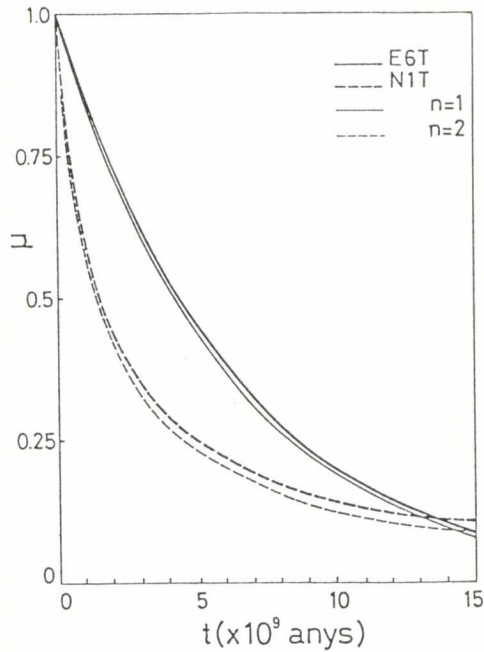


Fig. 2. Evolució de la fracció de gas per als models exponencial i no exponencial. Hi han estat dibuixades les corbes corresponents a $\mu(t)$ segons 4.2 i 4.3. L'evolució de la fracció de gas no està sensiblement afectada per l'assumpció de la hipòtesi de reciclatge instantani.

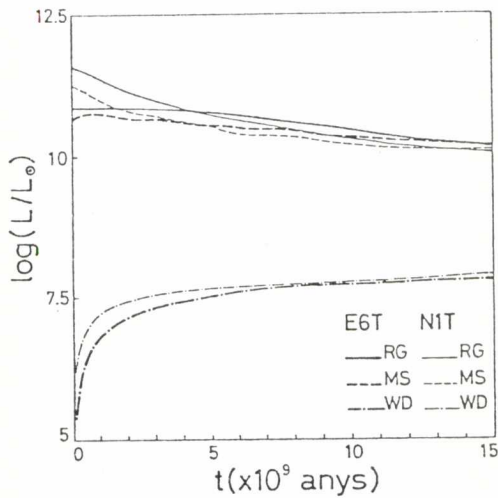


Fig. 3. Evolució de la lluminositat total per a les diferents fases estel·lars: gegant (RG), seqüència principal (MS) i romanent (WD), per als models exponencial i no exponencial.

4.2 Evolució de la metal·licitat

Per tal de determinar la influència que tenen les diferents productivitats en l'evolució de les abundàncies, així com la contribució de les SN I a la metal·licitat, han estat desenvolupats diversos models numèrics que només es diferencien en el ritme de decreixement del contingut gasós i en les prescripcions utilitzades per a les productivitats. Hom ha suposat una abundància cosmològica per al gas inicial. A la taula 2 hi ha resumides les característiques d'aquests models.

Taula 2. Models per a l'evolució del contingut metàl·lic en una galàxia aïllada.

	Model	$\tau(10^9 \text{ anys})$	Productivitats
n=1	E6Ta-E6Tb	6	CC-A
	E7Ta-E7Tb	7	CC-A
n=2	N1Ta-N1Tb	1	CC-A
	N2Ta-N2Tb	2	CC-A

A les figures 4 i 5 és representada l'evolució de la metal·licitat global del gas per als models exponencials (E) i no exponencials (N), respectivament. Hi han estat representats també, per a cada una de les productivitats, els resultats en el cas que hom no hi consideri l'aportació de les SN I a la metal·licitat. La metal·licitat creix amb el temps de manera que, per a un model donat, l'augment és més acusat a mesura que hom hi considera ritmes més ràpids de consumició de gas. En els models no exponencials (figura 5), arriba un moment en què el ritme d'ejecció de matèria procedent d'estels formats en la primera etapa —estels de llarga vida, pobres en metalls— és prou important per a reduir el contingut metàl·lic del medi interstel·lar.

Com que l'època de formació del sistema solar, t_{θ} , és estimada entre 6 i 9×10^9 anys, un model raonable de l'entorn solar verificarà $Z = Z_{\theta} = 0,02$ dins l'interval esmentat. Per als models no exponencials, tan sols un cas, el N1Tb (considerant la contribució de les SN I), és capaç de reproduir la metal·licitat solar. En canvi, per al cas exponencial, són diversos els models que ajusten l'entorn solar: E6Ta i E7Ta (amb SN I), E6Tb i E7Tb (sense SN I).

A la figura 6 trobem l'evolució de les abundàncies dels elements considerats: C, O, Ne, Mg, Si, Fe i ^{54}Cr , normalitzades a l'entorn solar (Cameron, 1982), per al model E6Tb. Tots els models prediuen una sobreabundància de ferro i silici. Prescindint de la contribució de les SN I (figura 7), hom veu que les abundàncies del ferro, del silici i de l'oxigen segueixen una evolució similar a la de la resta dels elements, d'acord amb les productivitats emprades. Aquest efecte és prou evident en el cas del ferro i del silici, però d'escassa importància en el cas de l'oxigen. Els resultats obtinguts per als models N1Tb i N1Ta presenten un comportament anàleg al dels models exponencials pel que fa a les

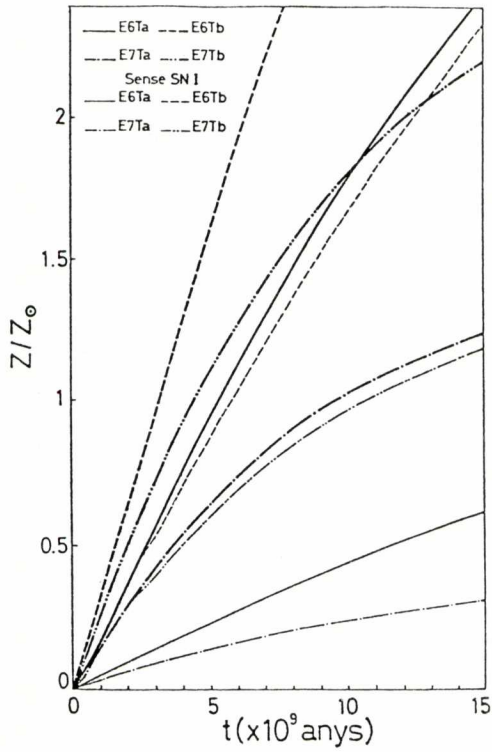


Fig. 4. Evolució de la metal·licitat global en els models exponencials.

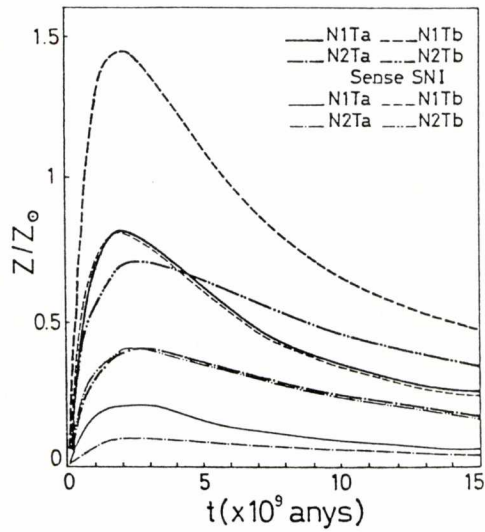


Fig. 5. Evolució de la metal·licitat global en els models no exponencials.

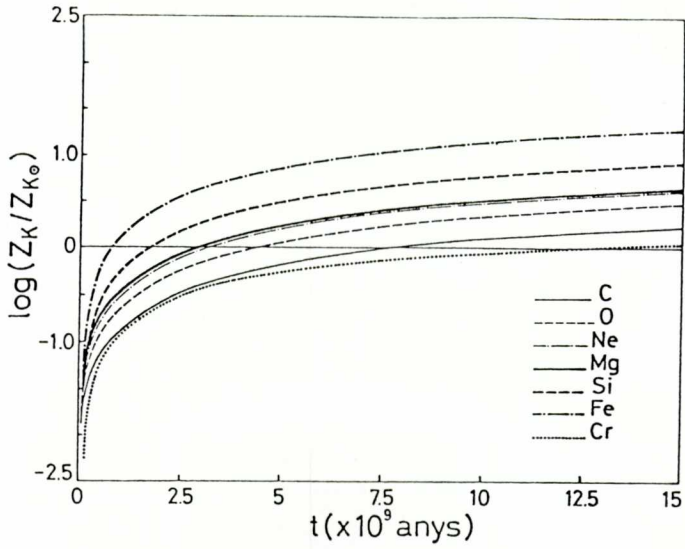


Fig. 6. Evolució de l'abundància dels elements metàl·lics en el model E6Tb.

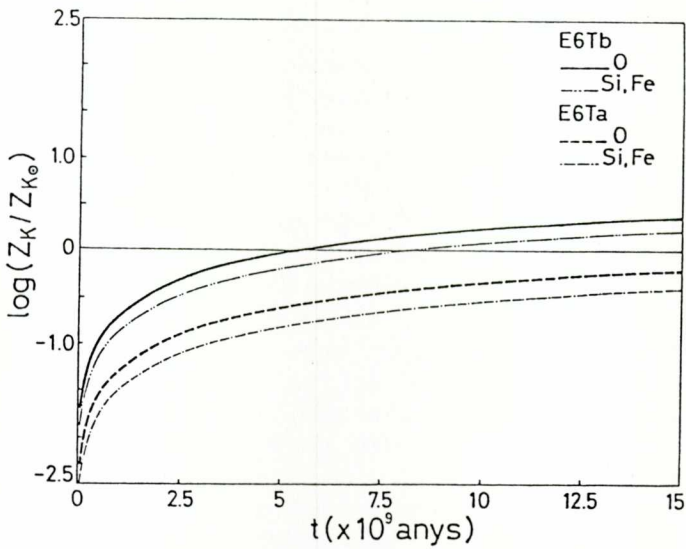


Fig. 7. Evolució comparada de diverses abundàncies en el cas que hom no considera la contribució de les SN I.

sobreabundàncies de ferro i silici, però la forma de les corbes és similar a les de la figura 6 (Sanahuja, 1979).

Les productivitats donades per Chiosi i Caimmi difícilment poden ajustar les abundàncies de l'entorn solar, encara que les sobreabundàncies del ferro i el silici aconseguixin de reproduir la metal·licitat solar global en el cas exponencial. Les productivitats d'Arnett ajusten millor les abundàncies de l'entorn solar, i això fa que siguin generalment emprades en aquesta mena de càlculs.

5. INFLUÈNCIA DE L'ACRECIÓ DE MATÈRIA

5.1 *Evolució de la fracció de gas i de la lluminositat*

A l'hora d'explicar les abundàncies observades en els objectes de l'entorn solar, hom considera important l'efecte de l'acreció de matèria sobre el disc galàctic (Tinsley i Larson, 1978; Twarog, 1980; Tinsley, 1980, entre altres) com a conseqüència de la seva interacció amb l'halo. Alguns autors proposen l'acreció sobre el disc de les galàxies espirals com un medi per a evitar l'esgotament total del gas en una escala de temps inferior a l'edat de la galàxia (Larson *et al.*, 1980; Tinsley i Danly, 1980; Kennicutt, 1983). L'acreció depèn de la manera com s'hagi format la galàxia, i també de la dinàmica de l'halo «massiu» que forneix el material. A grans trets, hom suposa que l'acreció sobre el disc galàctic era màxima en les primeres etapes de la seva història; aleshores el ritme d'acreció de gas era gran comparat amb el de formació estel·lar. Amb el decurs del temps aquest ritme ha anat disminuint lentament fins a assolir un valor estable; en els nostres dies, les condicions són tals que la fracció de gas es manté aproximadament constant a l'entorn solar.

En el cas que existeixi accreció, el ritme de flux de gas, $f(t)$, no és nul i la massa total del sistema varia amb el temps. Si hom adopta la hipòtesi de reciclatge instantani, la solució de les equacions depèn de la forma de $f(t)$. Una manera de fer que el problema sigui tractable consisteix a suposar que el ritme d'acreció és proporcional al de formació estel·lar (Twarog, 1980), és a dir $f(t) = f' \psi(t)$. La relació edat-metal·licitat per als objectes del disc a l'entorn solar pot ésser reproduïda si hom pren un valor de f' pròxim a 0,5. El valor adient proposat per Twarog (1980) és $f' = 0,43$. En el cas $f' = 0$ recuperem els resultats obtinguts per a la galàxia tancada. Un cas particular notable a estudiar és el de $1-R = f'$, és a dir, $f' = 0,80$. Aquesta situació correspon al cas en què l'acreció compensa exactament la massa col·lapsada en forma d'estels, de manera que la massa del component gasós es manté constant; aquest cas també és conegut com el model d'acreció extrema (Tinsley, 1977) o de «caixa oberta».

L'evolució de la fracció de gas calculada per a diferents models numèrics és representada a la figura 8. Hom hi ha considerat quatre casos particulars:

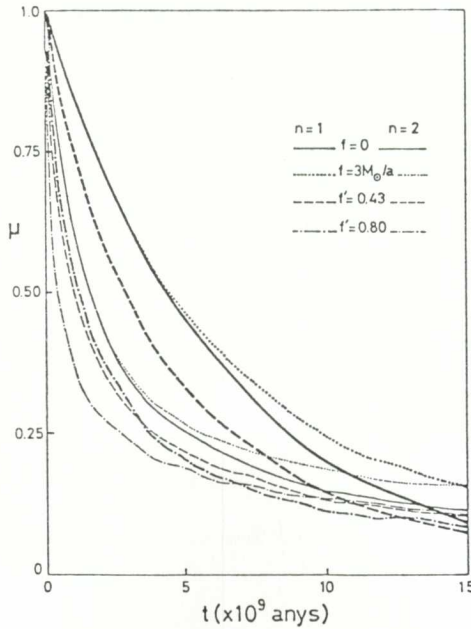


Fig. 8. Evolució de la fracció de gas per als diferents casos d'acreció.

- I. $f=0$, corresponent a l'evolució d'una galàxia tancada, que hi és inclosa a efectes de comparació.
- II. $f=3 M_{\odot}/any$, que representa una accreció constant al llarg de la història galàctica. Aquest valor és coherent amb les observacions de núvols H I d'alta velocitat a l'entorn de la nostra galàxia (Oort, 1970), i compensa el ritme de formació estel·lar en els nostres dies.
- III. $f=0,43 \psi(t)$, corresponent al valor de f' trobat per Twarog (1980).
- IV. $f=0,80 \psi(t)$, model de «caixa oberta».

La influència de l'acreció en la lluminositat total del sistema ha estat representada a la figura 9. A una accreció més intensa li correspon una lluminositat total més gran, tal com calia esperar si tenim en compte el comportament del ritme de formació estel·lar amb l'acreció. En general, la lluminositat presenta un màxim a l'inici de l'evolució, seguit d'un decrement que és més suau en el cas $n=1$ que en el $n=2$. A partir d'aquests resultats es pot comprovar la coherència entre els models i la relació massa/lluminositat per a l'entorn solar a l'època actual (taula 3). Els models que millor ajusten la M/LL per a l'entorn solar a l'època actual són els que presenten accreció suau (casos II i III).

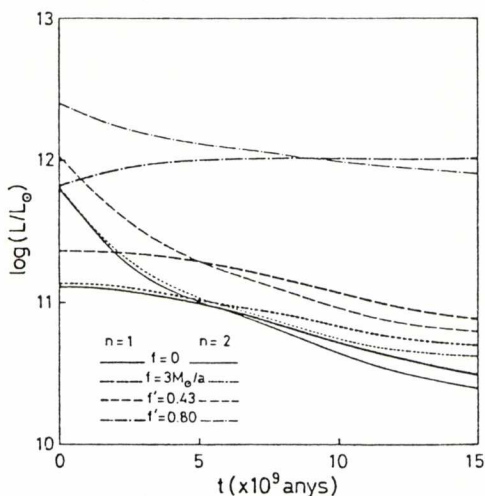


Fig. 9. Evolució de la lluminositat total.

Taula 3. Relació M/LL per als diferents casos d'acreció considerats.

Cas	M/LL (a 13×10^9 anys)	
	$n=1$	$n=2$
I	4.0	5.4
II	3.5	4.3
III	3.5	4.7
IV	1.8	2.0

5.2 Evolució de la metal·licitat

Si hom suposa que la composició del material acretat és cosmològica, existeixen dos efectes contraposats —d'empobriment i d'enriquiment— sobre el component gasós. El primer és degut a l'abundància nul·la en metalls del material acretat, mentre que el segon és degut a la intensa formació estel·lar que acompanya l'acreció. L'efecte d'enriquiment és important a l'inici de la formació del sistema. En disminuir el ritme de formació estel·lar, l'empobriment del contingut metàl·lic domina l'evolució, efecte que es veu reforçat per la mort d'estrelles de llarga vida —pobres en metalls— nascudes en el període d'intensa formació estel·lar. A la figura 10 ha estat representada l'evolució de les metal·licitats per als diferents casos d'acreció estudiats a l'apartat anterior, calculades a partir de les productivitats d'Arnett i considerant l'aportació de les SN I.

L'evolució dels elements metàl·lics individuals és similar a la del contingut

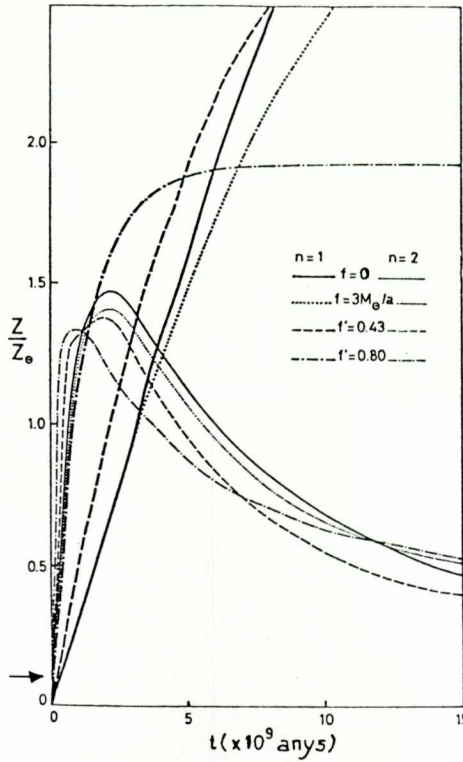


Fig. 10. Evolució de la metal·licitat global.

metàl·lic global, i també en aquest cas es presenta l'excés de ferro i silici observat en el cas de la galàxia tancada. El carboni produït a les SN I permet de corregir la deficiència respecte a l'oxigen, i aquest cas seria equivalent —des del punt de vista de la nucleosíntesi del carboni— a la suposició de Tinsley (1979) i a la de Mateucci i Tornambé (1985), segons la qual una bona part del carboni seria produït per estels de massa intermèdia. Les sobreabundàncies de ferro i silici continuen essent les responsables de l'excés metàl·lic. En canvi, l'abundància de ^{54}Cr calculada és deficitària respecte a l'observada, tot i que estem considerant la productivitat més favorable (cas W7, Nomoto et al., 1984). En definitiva, les productivitats donades per les SN I serien alhora responsables de les sobreabundàncies de ferro i silici i de la deficiència d'elements neutronitzats.

6. INFLUÈNCIA DE LES SN I EN L'EVOLUCIÓ DE LES ABUNDÀNCIES

6.1 Comparació amb les observacions

El ferro és l'element emprat normalment com a indicador de l'abundància

en metalls d'un sistema. La seva sobreabundància deguda a les SN I es manifesta quan es comparen els resultats obtinguts amb la relació edat-metal·licitat per als objectes del disc a l'entorn solar (figura 11). Les corbes «sense SN I» corresponen als diferents casos d'acreció estudiats en l'apartat anterior per al cas $n=1$, a excepció de la corba marcada «MM». L'abundància de ferro és donada en la notació habitual,

$$[Z_A/Z_B] = \log (Z_A/Z_B) - \log (Z_A/Z_B)_\theta$$

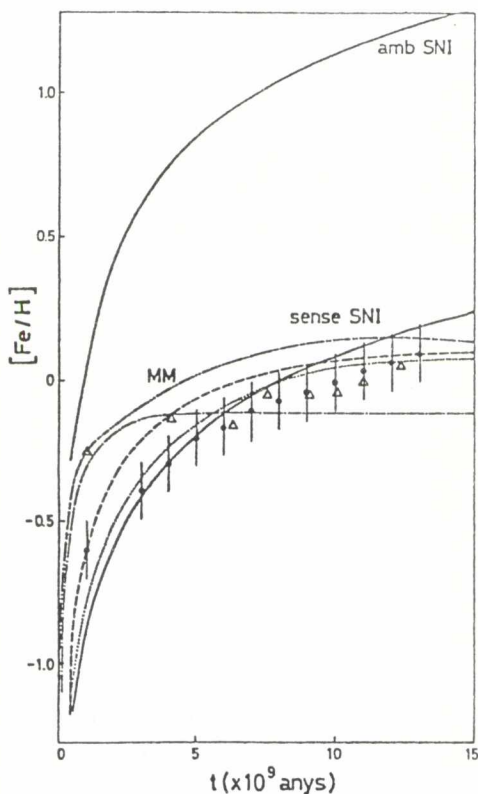


Fig. 11. Comparació de la metal·licitat global, representada per $[Fe/H]$, amb la relació edat-metal·licitat observada. Els punts corresponen a la relació obtinguda per Twarog (1980), i els triangles a la calculada per Calberg *et al.* (1985), amb un valor típic per a la incertesa de $\pm 0,1$.

Qualsevol dels casos d'acreció estudiats sembla ajustar-se prou bé a la relació edat-metal·licitat si no es considera l'aportació de ferro corresponent a les SN I: els models de caixa oberta s'ajusten bé a la primera etapa de l'evolució (entre 0 i 3×10^9 anys), mentre que els models amb accreció suau o nul·la

semblen adaptar-se millor a la resta. En aquest punt, els resultats obtinguts concorden amb els de Twarog (1980).

Sembla, doncs, que hom ha sobreestimat la contribució de les SN I a la nucleosíntesi del ferro i del silici. Ara bé, les observacions obliguen a considerar la influència de les SN I en la metal·licitat del sistema ja que:

- Les SN I existeixen i, prescindint dels resultats teòrics, les observacions indiquen que el material ejectat és sobreabundant en ferro (Kirshner i Oke, 1975, per exemple).
- Hom observa una variació de les abundàncies relatives de l'oxigen i el carboni respecte al ferro per a objectes del disc amb diferents metal·licitats (Snedden *et al.*, 1979; Clegg *et al.*, 1981). Aquesta variació suposa l'existència d'un procés capaç de modificar els ritmes relatius de producció dels elements citats al llarg de la història de la galàxia. Les SN I poden explicar aquest comportament.

En els darrers anys ha estat demostrada l'existència d'una variació en les abundàncies relatives de diversos elements (O, C, N, Fe, etc.) per a objectes poc evolucionats del disc amb metal·licitats diferents (vegeu referències de les figures 12 i 13). Els models que hom ha presentat permeten d'estudiar l'evolució de les abundàncies relatives de l'oxigen i el carboni respecte al ferro en funció del temps o, equivalentment, de la metal·licitat. Les figures 12 i 13 presenten un recull d'observacions de les abundàncies relatives $[O/Fe]$ i $[C/Fe]$ respecte a la metal·licitat ($[Fe/H]$) (vegeu referències de les figures). La major part dels estels d'aquesta mostra pertany als darrers tipus espectrals, de manera que són objectes per als quals hom pot suposar una metal·licitat igual a la del medi interstel·lar en el moment de llur formació. Les propietats més rellevants del conjunt de dades observacionals són les següents:

I. Abundància relativa $[O/Fe]$ respecte a $[Fe/H]$ (figura 12)

Si hom exclou les abundàncies en els cúmuls globulars, la resta dels objectes sembla ajustar-se bé a una distribució del tipus: $[O/Fe] \approx 0,6$ per a $-2,5 \leq [Fe/H] \leq -1$ (objectes de l'halo), i $[O/Fe] = -0,48[Fe/H]$ per a $-1 \leq [Fe/H] \leq 0,4$ (objectes del disc), segons dades de Clegg *et al.* (1981) —línies de traços llargs—. Si hom pren en consideració la totalitat de les dades de la taula, excloent-hi els cúmuls globulars, aquesta relació es transforma en $[O/Fe] = -0,55 [Fe/H]$, amb un coeficient de correlació de 0,8 (línia contínua).

II. Abundància relativa $[C/Fe]$ respecte a $[Fe/H]$ (figura 13)

La distribució obtinguda en aquest cas és més dispersa en comparació a la de l'oxigen. Si hom n'exclou els objectes particulars (estrelles R i nanes F i G de l'halo), els punts se situen a l'entorn de l'abundància solar, amb una lleugera tendència a la sobreabundància del carboni en direcció a les metal·licitats decreixents. Segons Clegg *et al.* (1981), la distribució fóra donada per $[C/Fe]$

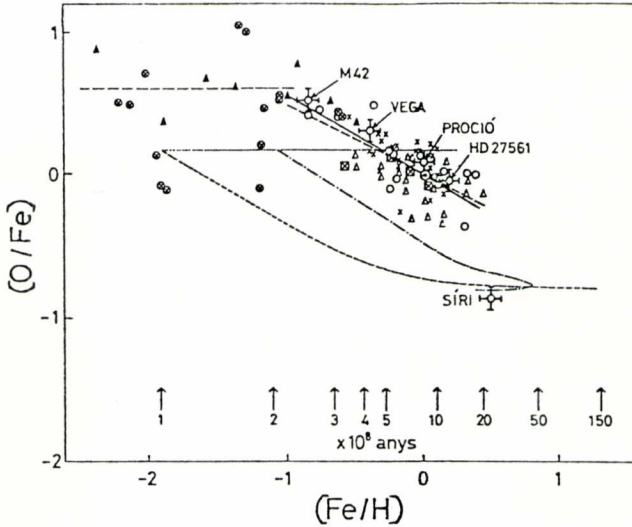


Fig. 12. Comparació de la relació $[O/Fe]$ respecte a $[Fe/H]$ observacional amb els resultats obtinguts per a una galàxia aïllada.

$\approx -0,16 [Fe/H]$ (línia de traços llargs). Si hom hi inclou totes les dades de què disposa, excepte els objectes particulars esmentats, la relació es transforma en $[C/Fe] \approx -0,46 [Fe/H] - 0,19$, per als objectes del disc, però el coeficient de correlació és de només 0,5 (línia contínua). El fet d'incloure els estels de l'halo en la mostra sembla confirmar una tendència a la constància (o quasi-constància) temporal de la relació C/Fe .

6.2 Interpretació en el marc dels models evolutius

En un sistema en el qual no es produeixen SN I, tots els elements metàl·lics hauràn d'ésser sintetitzats per les estrelles «massives» ($m \geq 10 M_{\odot}$), és a dir, pels estels de vida curta en comparació de l'edat de la galàxia. Si la IMF és constant, l'abundància relativa entre dos elements primaris serà donada per la relació entre les funcions de distribució de masses dels estels progenitors, amb independència del ritme de formació estel·lar. A les figures 12 i 13 la línia puntejada representa l'evolució d'un model sense SN I. Si hom té en compte les productivitats d'Arnett, obté $[O/Fe] = 0,17$ i $[C/Fe] = 0,004 \approx 0$. La major part de l'oxigen sintetitzat prové dels estels molt «massius». Per tal d'obtenir una relació O/Fe elevada, com l'observada per a objectes amb $[Fe/H] \leq -1$, caldrà modificar la IMF de manera que s'incrementi la formació d'aquests estels. Els treballs de Silk (1983) permeten de suposar que la IMF corresponent a un medi pobre en metalls afavoreix la formació d'estrelles «massives». Aquestes

estrelles sintetitzen i ejecten una gran quantitat d'oxigen, sense produir pràcticament elements pesants. Aquest efecte seria, doncs, el responsable de la metal·licitat dels estels vells de l'halo i de l'excés d'oxigen en els objectes de metal·licitat feble.

La relació $[O/Fe]$ es mantindrà constant mentre no aparegui un procés capaç de modificar els «yields» relatius. Tanmateix, hom observa una forta variació per als objectes amb metal·licitat superior a $[Fe/H] = -1$. Els resultats obtinguts per a tots els models, incloent-hi les SN I, presenten també una forta variació de l'abundància relativa (línies de traços curts i alternades traç-punt, respectivament). El pendent d'aquestes corbes a la part lineal correspon amb molta aproximació al pendent de l'ajustatge experimental. L'edat indicada a la part inferior de la figura correspon al model exponencial, però l'escala és simi-

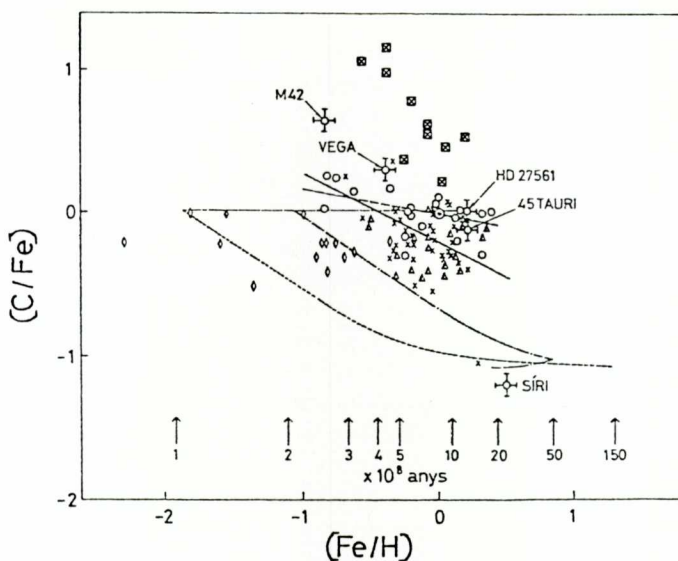


Figura 13. Com a la figura 12, per a la relació $[C/Fe]$.

Referències a les figures 12 i 13

- × Gegants G i K (Lambert i Ries, 1981)
- Estels F i G en seqüència principal (Clegg *et al.*, 1981)
- ▲ Estels pobres en metalls del disc (Snedden *et al.*, 1979)
- △ Gegants G8-K3 (Kjaergaard *et al.*, 1982)
- ⊗ Estels de cúmuls globulars (Gratton, 1982)
- ⊠ Estels R dels primers tipus (Dominy, 1984)
- ◇ Nanes F i G de l'halo i del disc (Tomkin i Lambert, 1984)
- Vega i Sírius (Lambert *et al.*, 1982)
- Proció, 45 Tauri, HD 27561 (Clegg *et al.*, 1981; Branch *et al.*, 1980)
- M42 (Torres-Peimbert *et al.*, 1980; Peimbert, 1979)

lar per al model no exponencial. Així doncs, si hom té en compte la influència de les SN I, disposa d'un procés que varia els «yields» relatius de l'oxigen i el ferro en la mesura adequada. Però aquests resultats —que corresponen al cas ideal de galàxia tancada— no concorden encara plenament amb les abundàncies observades. La variació lineal i ràpida de la relació O/Fe té lloc mentre el ritme de SN I arriba al seu màxim (entre 2 i 3×10^8 anys); posteriorment, la variació esdevé més suau a mesura que el ritme de SN I s'apropa al de SN II, que és també el ritme de mort dels estels productors de metalls. Finalment adopta un valor pràcticament constant a partir del moment en què la relació entre ambdós ritmes assoleix l'equilibri (a l'entorn dels 5×10^9 anys).

A partir de la figura 11 veiem que els models de «caixa oberta» poden ajustar el comportament del sistema a la primera etapa de l'evolució, mentre que els d'acreció suau o nul·la s'adapten millor a la resta. Així, un model mixt d'acreció («MM» de la figura 11) podria ajustar més correctament l'evolució de la metal·licitat. Aquest model correspondria al d'una galàxia amb accreció constant de $3 M_{\odot}$ /any, afectada d'acreció extrema ($f' = 0,80$) durant els primers 10^9 anys. De fet, n'hi ha prou amb què l'acreció sigui gran durant els primers 5×10^8 anys per a ajustar l'abundància dels objectes vells del disc. En aquest cas, la corba de l'abundància relativa es desplaça cap a la zona de metal·licitat creixent, de manera que pràcticament ajusta els resultats observacionals. A la figura 14 hom compara l'ajustatge observacional amb l'evolució de la relació [O/Fe] en els diferents models emprats.

Tal com hem vist a l'apartat anterior, per a resoldre el problema de la sobreabundància del ferro cal reduir, bé el ritme de SN I, bé les seves productivitats, o ambdues coses. Si les productivitats reals fossin més petites, però es mantinguessin constants les proporcions dels diferents elements en el material ejectat, el pendent de la part lineal variaria lleugerament. L'efecte més important, però, seria la disminució en el ritme de variació de la relació [O/Fe]; és a dir, l'escala de temps d'evolució s'allargaria. Un efecte semblant seria aconseguit reduint el ritme de SN I respecte al de SN II. Existeixen, però, prou raons per a pensar que l'error comès en sobreestimar la contribució de les SN I és degut a les productivitats emprades. Els models de Nomoto *et al.* (1984) suposen la total disrupció de la nana blanca de carboni-oxigen i l'ejecció al medi d' $1,4 M_{\odot}$ de material processat, la major part del qual és ferro. Els «yields» corresponents a les SN I podrien ésser reduïts si una bona part de la contribució al ritme total correspongués a nanes blanques prou fredes per a presentar cristallització en el centre en iniciar-se la fase d'acreció (Canal *et al.*, 1980; Isern *et al.*, 1984). Segons aquest model, la nana blanca podria desenvolupar un nucli sòlid abans de la ignició, dependent del temps de refredament, la massa inicial de la nana i el ritme d'acreció (Hernanz, en preparació), de manera que no tota la massa seria ejectada. La quantitat de matèria retornada al medi interstel·lar dependria també del grau de separació entre el carboni i l'oxigen a la fase sòlida (Isern *et al.*, 1984; López *et al.*, 1985). Segons la IMF

adoptada per a la formació de sistemes dobles, el màxim de la contribució al ritme total de SN I per a una generació estel·lar se situa entre 2 i 3×10^8 anys després de la seva formació, i aproximadament el 60 % de la seva contribució total té lloc en una època posterior (entre 0.3 i 11×10^9 anys, que és pràcticament el temps de què disposa la nana blanca per a refredar-se). L'evolució obtinguda a partir d'aquest escenari seria similar a la dels models amb productivitat reduïda de la figura 14.

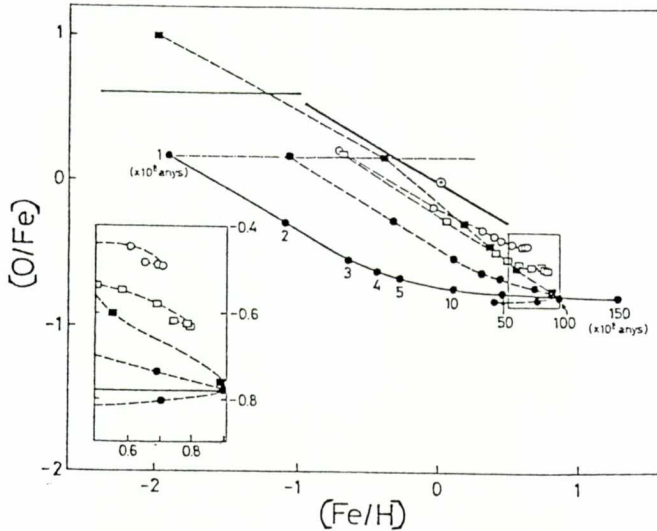


Fig. 14. Comparació entre les observacions (línies gruixudes) i els diferents models per a l'evolució de l'abundància relativa $[O/Fe]$: línia puntejada, cas sense SN I; línies contínues, model exponencial; línies discontinües, model no exponencial. Les marques de les corbes corresponen als intervals de variació indicats a les figures 12 i 13. La galàxia tancada és representada per «●» i el model mixt per «■». Els models amb productivitats reduïdes per a les SN I són representats per «□» i «○», corresponents, respectivament, als casos W7 i C6 donats per Nomoto *et al.*, (1984).

La predicció teròrica del model per a l'abundància relativa $[C/Fe]$ en absència de SN I és molt pròxima a zero. Prenent la contribució de les SN I, els resultats s'ajusten bé a la variació observada per als objectes del disc, tot i que la variació és poc clara. Els objectes de l'halo segueixen bé la distribució constant $[C/Fe] \approx 0$, i això significa que, en un estadi primitiu de l'evolució, els progenitors del carboni i el ferro foren els mateixos. Si aquesta tendència dominés també als objectes del disc, caldria pensar que les SN I són també una font important de carboni. De tota manera, la manca d'una tendència clara a les observacions en fa impossible una discussió detallada.

7. DISCUSSIÓ FINAL I CONCLUSIONS

Els resultats obtinguts per a una galàxia aïllada permeten d'estudiar les propietats globals dels models evolutius. Hom ha calculat la variació temporal de la fracció de gas i de la lluminositat en les diferents fases d'evolució del component estel·lar, així com de la metal·licitat total. L'evolució obtinguda, tant per a la metal·licitat global com per als elements particulars, porta a desestimar les productivitats de Chiosi i Caimmi, per tal com prediuen una deficiència d'elements metàl·lics en el medi interstel·lar respecte als valors observats.

La influència de l'acreció de matèria extragalàctica en les propietats del sistema pot ésser resumida en els termes següents:

- El ritme de formació estel·lar s'incrementa i, conseqüentment, també la lluminositat del sistema, efecte que és especialment important en la primera època de l'evolució. Els models amb accreció suau ($f=3 M_{\odot}/\text{any}$ i $f=0.43 \psi$) reproduïxen millor la relació M/LL actual que els models tancats o amb accreció extrema.
- Apareixen dos efectes contraposats sobre la metal·licitat: enriquiment degut a l'increment de la formació estel·lar (primera etapa) i empobriment degut a la composició cosmològica del gas acretat (segona etapa).

Els resultats obtinguts en incloure les SN I en l'evolució química del sistema mostren una sobreabundància de ferro i silici respecte als valors observats per a l'entorn solar; en canvi, la producció de ^{54}Cr en aquest escenari és deficitària. Aquests resultats concorden bé amb les estimacions de Nomoto *et al.*, (1984b), els quals proposen una reducció en el ritme de SN I respecte al de SN II per tal d'evitar la sobreabundància del ferro.

En comparar l'evolució de l'abundància del ferro (considerant el ferro un índex de la metal·licitat del sistema) amb les dades referents a la relació edat-metal·licitat, hom arriba a les conclusions següents:

- Pot ésser ajustada la relació edat-metal·licitat a partir dels models estudiats si hom no hi considera l'aportació de ferro corresponent a les SN I.
- Els models amb accreció extrema poden explicar l'etapa inicial de l'evolució, mentre que els models amb accreció suau o nul·la s'ajusten millor a la resta.

Les variacions en les abundàncies relatives [O/Fe] i [C/Fe] respecte a la metal·licitat ([Fe/H]) fan pensar en l'existència d'un mecanisme que varïi els «yields» relatius dels elements citats al llarg del temps. La inclusió de les SN I en l'evolució del contingut metàl·lic permet d'obtenir una variació similar a l'observada per als objectes del disc, sempre i quan s'introdueixin les modificacions adients en les hipòtesis originals referents a la seva formació:

- La formació del disc hauria tingut lloc a partir de material prèviament enriquit en metalls, on l'oxigen seria sobreabundant respecte al ferro. Aquesta metal·licitat seria el resultat del procés de formació de l'halo, en unes condicions tals que la funció de distribució de masses seria dominada per estels molt «massius» (població III).
- L'inici de la formació del disc seria marcada per un període curt de forta acreció, al qual seguiria una evolució relaxada, amb acreció suau. L'acreció inicial extrema permet de reproduir el període d'intensa formació estel·lar que hauria enriquit ràpidament el medi en metalls. Aquest comportament començaria a declinar en una època compresa entre 3 i 5×10^8 anys (època en què el ritme de *supernovae* assoleix el seu màxim). No pot ésser descartada l'existència d'un «vent de *supernovae*» capaç de frenar l'acreció i d'escombrar una bona part del material enriquit (que seria posteriorment acretat en declinar el ritme de *supernovae* i l'eficiència del «vent»).

Els resultats obtinguts permeten de concloure que una disminució en les productivitats per a les SN I incidiria positivament en l'evolució de la metal·licitat, car reduiria l'excés de ferro i allargaria l'escala de temps de l'evolució [O/Fe] respecte a [Fe/H]. Els resultats obtinguts són semblants als de Tinsley (1979), per a un model en el qual les SN I són produïdes per estrelles de massa intermèdia ($4 M_{\odot} \leq m \leq 7 M_{\odot}$), i s'ajusten a les conclusions de Tinsley i Larson (1978), segons les quals un model òptim per a l'entorn solar ha d'incloure l'enriquiment en metalls a la fase de formació de l'halo i l'acreció extrema seguida de relaxació. L'avantatge de l'escenari proposat per les SN I respecte al de Tinsley està en què, en el cas present, la variació en les abundàncies relatives es dona en una escala de temps suficientment llarga, sense necessitat d'introduir la hipòtesi de col·lapse inhomogeni.

La productivitat de ferro corresponent a les SN I pot restar reduïda a un nivell acceptable si una bona part de la contribució al seu ritme total prové de nanes blanques amb cristal·lització central. Ara per ara, la inclusió d'aquest escenari en els models anteriors es fa difícil car hom no disposa de càlculs detallats per a la nucleosíntesi, similars als de Nomoto *et al.*, (1984a), i tampoc resta clara la incidència dels diferents tipus de sistemes dobles en el ritme total de SN I. En aquest punt, però, cal recordar les limitacions intrínseques dels models d'evolució química: no podem esperar que siguin ells els que imposin restriccions detallades a les teories individuals.

AGRAÏMENTS

El meu agraïment al Dr. Blai Sanahuja, director del treball, i a tots els companys del Departament de Física de la Terra i el Cosmos, per l'ajut i l'encoratjament rebuts. Voldria agrair igualment a l'Observatori del Pic du Midi

et de Toulouse les facilitats proporcionades per a la realització d'aquest estudi. El treball ha estat realitzat gràcies al suport de la CIRIT (BE 85).

REFERÈNCIES

- ARNETT, D. W.: 1978, *Ap. J.* 219, 1008.
CANAL, R., ISERN, J., LABAY, J., LOPEZ, R.: 1985, *Ap. J.*, en premsa.
CHIOSI, C., CAIMMI, R.: 1979, *Astron. Astrophys.* 80, 243.
FABER, S. M., GALLAGER, J. S.: 1979, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 17, 135.
GUIDERDONI, B., ROCCA-VOLMERANGE, B.: 1985, *Astron. Astrophys.*, en premsa.
IBEN, I., TUTUKOV, A. V.: 1984, *Ap. J. Suppl. S.* 54, 335.
ISERN, J., LABAY, J., HERNANZ, M., CANAL, R.: 1984, *Ap. J.* 273, 320.
LACEY, C. G., FALL, S. M.: 1985, *Ap. J.* 290, 154.
LARSON, R. B., TINSLEY, B. M., CALDWELL: 1980, *Ap. J.* 237, 692.
MATEUCCI, F., TORNAMBÉ, A.: 1985, *Astron. Astrophys.* 142, 13.
MILLER, G. E., CHEVALIER, R. A.: 1983, *Ap. J.* 274, 840.
NOMOTO, K., THIELEMANN, F. K., WHEELER, J. C.: 1984, *Ap. J.* 279, L23.
NOMOTO, K., THIELEMANN, F. K., YOKOI, K.: 1984, *Ap. J.* 286, 644.
OORT, J. H.: 1970, *Astron. Astrophys.* 7, 381.
SANAHUJA, B.: 1979, *Tesi Doctoral*, Univ. de Barcelona.
TALBOT, R. J., ARNETT, W. D.: 1971, *Ap. J.* 170, 409.
1973, *Ap. J.* 186, 51.
1973, *Ap. J.* 186, 69.
THIELEMANN, F. K.: 1984, *Adv. Space Res.* 4, 67.
TINSLEY, B. M.: 1972, *Astron. Astrophys.* 20, 383.
1979, *Ap. J.* 229, 1046.
1980, *Fund. Cosmic Phys.* 5, 287.
TINSLEY, B. M., DANLY, L.: 1980, *Ap. J.* 242, 435.
TWAROG, B. A.: 1980, *Ap. J.* 242, 242.
VIGROUX, L.: 1979, *Tesi Doctoral*, Univ. de Paris-Sud (Orsay).