

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA
DE MEXICO



FACULTAD DE CIENCIAS

LA CONTRIBUCION RETRASADA DE LAS ESTRELLAS DE
MASA BAJA E INTERMEDIA AL ENRIQUECIMIENTO
QUIMICO GALACTICO.

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TITULO DE:

F I S I C A

P R E S E N T A :

YETZII SABEL FRANCO RICO



DIRECTORA DE TESIS: DRA. MARIA LETICIA CARIGI DELGADO

2005



FACULTAD DE CIENCIAS
SECCION ESCOLAR

m. 341265



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.



ACT. MAURICIO AGUILAR GONZÁLEZ
Jefe de la División de Estudios Profesionales de la
Facultad de Ciencias
Presente

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo escrito:

"La contribución retrasada de las estrellas de masa baja e intermedia al enriquecimiento químico galáctico"

realizado por Franco Rico Yetzi Isabel

con número de cuenta 09851470-4 , quien cubrió los créditos de la carrera de: Física.

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de Tesis
Propietario

Dra. María Leticia Carigi Delgado

Propietario

Dr. Darío Núñez Zúñiga

Propietario

Dr. Eduardo Andrade Ibarra

Suplente

Dra. Julia Espresate Einbenshutz Julia Espresate E.

Suplente

Dr. Ricardo Francisco González Domínguez

Consejo Departamental de Física

Alicia Zarzosa Pérez
M. EN C. ALICIA ZARZOSA PEREZ
Coordinadora de Licenciatura

*A mi mamá,
por su amor y apoyo durante toda mi vida.*

A mi papá, padrinos y demás familiares por su cariño y apoyo.

Autorizo a la Dirección General de Bibliotecas de la
UNAM a difundir en formato electrónico e impreso el
contenido de mi trabajo recepcional.

NOMBRE: Yvri Israel Franco

Rico

FECHA: 22 febrero 2005

FIRMA: [Firma manuscrita]

Con agradecimiento:

A mi directora de tesis y sinodal, Dra. Leticia Carigi, por todo el apoyo brindado y por la dirección de este trabajo.

Al resto de mis sinodales Dr. Eduardo Andrade, Dr. Darío Nuñez, Dr. Ricardo González y Dra. Julia Espresate por el tiempo que invirtieron revisando este trabajo y por sus atinadas sugerencias y correcciones.

Al Dr. Eduardo Andrade con quien tuve la grata oportunidad de realizar mi servicio social.

Gracias a la UNAM por todo lo que me ha dado y por todas las cosas a las que tuve acceso durante mi estancia en esta institución.

Gracias al SNI, PROBETEL y CONACyT por apoyarme económicamente a lo largo de toda mi carrera.

Gracias al Dr. William Lee y al Dr. Ricardo González por ayudarme a despejar tantas dudas relacionadas con la astronomía.

Al Dr. Victor Romero de quien aprendí tantas cosas gracias a sus excelentes cursos en la Facultad de Ciencias.

Al S.J. Dr. George Coyne y al S. J. Dr. José Funes por su apoyo, preocupación, cariño y por la gran experiencia que fue para mi el VOSS 2003.

A todo el VOSS 2003, especialmente a Nathan Bastian. por los increíbles momentos que pasé con todos ustedes.

Al Prof. Hans-Walter Rix a quien admiro muchísimo y le agradezco el haberme dado la gran oportunidad.

A mis queridísimos amigos de la Facultad de Ciencias, especialmente a Luis Mier y Terán y familia .

A mis amigos de la maestría Verónica, Nahiel y Eduardo.

La contribución retrasada de las estrellas de
masa baja e intermedia al enriquecimiento
químico galáctico

Yetzi Isabel Franco Rico

Directora de Tesis: Dra. Leticia Carigi

Contenido

Resumen	xiii
Introducción	xv
1 Formación y Evolución Estelar	1
1.1 Evolución Estelar	1
1.1.1 Tiempo de vida de las estrellas	2
1.1.2 Evolución de las estrellas de baja masa [$0.08 \leq m/M_{\odot} \leq 1.5$]	5
1.1.3 Evolución de las estrellas de masa intermedia [$1.5 \leq m/M_{\odot} \leq 8.0$]	6
1.1.4 Evolución de las estrellas masivas [$8.0 \leq m/M_{\odot} \leq 100$]	7
2 Ecuaciones Básicas	9
2.1 Herramientas de un modelo de evolución química	9
2.2 Ecuaciones generales de evolución química	12
2.3 Ecuaciones generales con ARI	13
2.3.1 Modelo Cerrado	15
2.4 Aproximación de Serrano & Peimbert	16
2.5 Aproximación de Pagel	17
3 La Contribución Retrasada	19
3.1 Planteamiento del retraso	19
3.2 Solución a las Ecuaciones de Evolución Química	22
3.2.1 Ecuación de evolución para la Masa de Gas	22
3.2.2 Masa de gas en forma de elemento i	23
3.2.3 Abundancias $X_i(t)$	24
3.3 Rendimientos Estelares	24

4	Resultados y Discusión	37
4.1	Evolución de la masa de gas	37
4.2	Evolución de O/H	40
4.3	Evolución de C/O <i>versus</i> O/H	42
4.3.1	Caso $\mu = 0.1$	42
4.3.2	Caso $\mu = 0.5$	46
4.3.3	Caso $\mu = 0.9$	46
4.4	Evolución de N/O <i>versus</i> O/H	46
4.4.1	Caso $\mu = 0.1$	50
4.4.2	Caso $\mu = 0.5$	50
4.4.3	Caso $\mu = 0.9$	50
4.5	Evolución del Helio con los metales	51
5	La Vecindad Solar	57
5.1	Restricciones Observacionales	57
5.1.1	Evolución de C/O con O/H	58
5.1.2	Evolución de N/O vs O/H	59
5.1.3	Evolución del Helio vs Metales	59
	Conclusiones	63
	Trabajo Futuro	67

Lista de Tablas

1.1	Tiempos de vida estelares en unidades de Giga-años (Ga) para estrellas de masa intermedia y baja Schaller (1992). Véase también Bazán & Mathews (1990).	5
3.1	Rendimientos químicos de estrellas masivas de He, C, N, O, Z para $Z = 0$	34
3.2	Propiedades relacionadas con He de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.	35
3.3	Propiedades relacionadas con C de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.	35
3.4	Propiedades relacionadas con N de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.	35
3.5	Propiedades relacionadas con O de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.	36
3.6	Propiedades relacionadas con Z de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.	36
4.1	Valores obtenidos para la pendiente Y/Z_{gas} para cada metalicidad inicial y coeficiente de eficiencia μ	55

Lista de Figuras

- 1.1 Diagrama Hertzsprung-Rusell (HR). Relación temperatura-luminosidad de estrellas desde $0.85 M_{\odot}$ hasta $120 M_{\odot}$. Las líneas se recorren de izquierda a derecha a excepción de estrellas muy masivas. 3

- 1.2 Diagrama Hertzsprung-Rusell (HR) donde se muestran las fases evolutivas de una estrella de $1 M_{\odot}$. (1) Secuencia Principal, (2) Rama de las Gigantes Rojas (RGR), (5) Rama de las Gigantes Asintóticas (RGA), (6) Nebulosas Planetarias, (7) Enanas Blancas. 4

- 2.1 Función Inicial de Masa de Salpeter. La recta nos muestra la distribución en masa de las estrellas formadas en un brote de formación estelar. Las unidades de $\log m$ son $[\log m] = (m_{estrella}/M_{\odot})$ y las unidades de ϕ son $[\phi] = 1/M_{\odot}^{-1}$. La FIM de Salpeter nos dice que se forman más estrellas de masa baja e intermedia que estrellas masivas. 11

- 3.1 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1 M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de masa baja e intermedia de van den Hoek (1997) y rendimientos para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0.001$ obtenidos por Meynet & Maeder(2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. 27

- 3.2 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de masa baja e intermedia de van den Hoek (1997) y rendimientos para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0.004$ obtenidos por Meynet & Maeder(2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. 28
- 3.3 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de masa baja e intermedia de van den Hoek (1997) y rendimientos para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0.020$ obtenidos por Meynet & Maeder(2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. 29
- 3.4 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de baja masa e intermedia con metalicidad inicial $Z = 0.001$ obtenidos por van den Hoek & Groenewegen (1997). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. Con líneas punteadas se muestra la M_{repr} de cada elemento. 30
- 3.5 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de baja masa e intermedia con metalicidad inicial $Z = 0.004$ obtenidos por van den Hoek & Groenewegen (1997). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. Con líneas punteadas se muestra la M_{repr} de cada elemento. 31

- 3.6 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de baja masa e intermedia con metalicidad inicial $Z = 0.020$ obtenidos por van den Hoek & Groenewegen (1997). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. Con líneas punteadas se muestra la M_{repr} de cada elemento. 32
- 3.7 Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0$ obtenidos por Chieffi & Limongi (2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. 33
- 4.1 Evolución de la tasa de formación estelar según el parámetro μ para una galaxia de masa inicial $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$ 38
- 4.2 Evolución de la masa de gas para tres metalicidades de las poblaciones estelares ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$) y tres consumos de gas μ . El modelo supone $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$. La línea punteada refiere al modelo para $\mu = 0.9$, la líneas con raya y punto refiere al modelo para $\mu = 0.5$, la línea continua refiere al modelo para $\mu = 0.1$ 39
- 4.3 Evolución de la masa de gas para tres consumos de gas μ ($\mu = 0.1, \mu = 0.5, \mu = 0.9$) y tres metalicidades diferentes de las poblaciones estelares. El modelo supone $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$. Nótese que las curvas se superponen. 40
- 4.4 Evolución de O/H para tres metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$) y tres consumos de gas μ diferentes de las poblaciones estelares. La línea punteada refiere al modelo para $\mu = 0.9$, la líneas con raya y punto refiere al modelo para $\mu = 0.5$, la línea continua refiere al modelo para $\mu = 0.1$. El comportamiento es muy parecido en los tres casos. 43
- 4.5 Evolución de O/H para tres consumos de gas μ ($\mu = 0.1$, $\mu = 0.5$, $\mu = 0.9$) y tres metalicidades diferentes de las poblaciones estelares. Las líneas que representan a los modelos para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$ se superponen. 44

- 4.6 Evolución de C/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 90% ($\mu = 0.1$). Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas masivas y de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas. 47
- 4.7 Evolución de C/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 50% ($\mu = 0.5$). Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas masivas y de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas. 48
- 4.8 Evolución de C/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 10% ($\mu = 0.9$). Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas masivas y de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas. 49
- 4.9 Evolución de N/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 90% $\mu = 0.1$. Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas 52

- 4.10 Evolución de N/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 50% $\mu = 0.5$. Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001, Z = 0.004, Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas 53
- 4.11 Evolución de N/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 10% $\mu = 0.9$. Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001, Z = 0.004, Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas 54
- 4.12 Evolución de la abundancia de helio Y en función de la abundancia de los metales Z_{gas} utilizando la aproximación del retraso, para tres consumos de gas y tres metalicidades distintas de la población estelar. Las líneas se superponen para los tres distintos valores de consumo de gas. 56
- 5.1 Evolución de C/O vs O/H en el medio interestelar para la vecindad solar con $\mu = 0.5$, considerando, para las estrellas masivas, los rendimientos estelares de Chieffi & Limongi (2002) $Z = 0$ y Meynet & Maeder (2002) para $Z=0.001, 0.004, 0.020$; y para las estrellas de masa baja e intermedia los rendimientos estelares de van den Hoek & Groenewegen (1997). Observaciones: *Círculos*: Regiones HII de Esteban et. al.(2005), *Cuadros*: Estrellas enanas de Akerman et al.(2004), \odot : Valores solares de Asplund et al.(2005). 60

- 5.2 Evolución de N/O vs O/H en el medio interestelar para la vecindad solar con $\mu = 0.5$ considerando, para las estrellas masivas, los rendimientos estelares de Chieffi & Limongi (2002) $Z=0$ y Meynet & Maeder (2002) para $Z=0.001, 0.004, 0.020$; y para estrellas de masa baja e intermedia, los rendimientos de van den Hoek & Groenewegen (1997). Observaciones: *Círculos*: Valores regiones HII de Esteban et.al. (2005), *Triángulos*: Estrellas no evolucionadas de Israelian et al.(2004), \odot : Valores solares de Asplund et al.(2005). 61
- 5.3 Evolución de Y con Z_{gas} en el medio interestelar para la vecindad solar con $\mu = 0.5$ considerando para estrellas masivas los rendimientos estelares de Chieffi & Limongi (2002) $Z = 0$, Meynet & Maeder (2002) para $Z=0.001, 0.004, 0.020$. Para estrellas de masa baja e intermedia, los rendimientos de van den Hoek & Groenewegen (1997). *Círculo*: Orión, *Cuadrado*: M17, \odot : Sol, *Rombo*: NGC 346, *Elipse*: 30 Doradus de Peimbert & Luridiana(2002), \odot : Asplund, et. al.(2005). 62

Resumen

En este trabajo se encuentra una solución analítica para las ecuaciones de la evolución química tomando en cuenta el *retraso* en la contribución de las estrellas de baja masa e intermedia, en un *solo conjunto*, al enriquecimiento químico galáctico.

Usando la función de masa inicial de Salpeter (1955), considerando una tasa de formación estelar directamente proporcional a la masa de gas y suponiendo que las estrellas mayores de $0.85M_{\odot}$, de diferentes metalicidades iniciales enriquecen el gas, se construyó una aproximación para el caso de *modelo cerrado*. Esta aproximación muestra la evolución temporal de la masa de gas y las abundancias químicas para cinco diferentes elementos: H, He, C, N, O, y de la metalicidad Z , es decir, elementos más pesados que el helio.

Con esta aproximación se obtienen los aumentos en los cocientes de C/O y N/O respecto al de O/H, comportamiento que es imposible de reproducir con la aproximación de reciclaje instantáneo, la cual, no supone retraso alguno, y es similar al encontrado por los modelos numéricos.

También se han comparado los resultados de esta aproximación con los obtenidos al aplicar la aproximación de reciclaje instantáneo en dos casos límite: i) cuando solamente contribuyen las estrellas masivas y ii) cuando contribuyen todas las estrellas (de baja, intermedia y alta masa). Dichos casos acotan la aproximación construida en esta tesis.

Se aplicó el modelo del retraso a la vecindad solar logrando reproducir la evolución de N/O y C/O como función O/H determinada por las observaciones de regiones HII, estrellas del halo, del disco y el Sol por intervalos de

metalicidad.

Se encontró que el helio aumenta con la metalicidad de manera cuadrática como indican las observaciones de regiones HII Galácticas y extragalácticas. Anteriormente, se suponía una relación lineal entre el helio y la metalicidad.

Introducción

Los modelos de evolución química describen la variación temporal de la masa de gas, la masa de las estrellas y los elementos químicos presentes en el medio interestelar. Son de utilidad para inferir la historia del objeto estudiado (medio interestelar, galaxias, medio intergaláctico) y conocer las características físicas pasadas de las galaxias que actualmente observamos, así como también propiedades de las poblaciones estelares.

Las ecuaciones de evolución química son relativamente complejas y son resueltas por medio de códigos numéricos. Existen algunas aproximaciones analíticas donde se pierde algo de precisión pero tienen la ventaja de predecir el comportamiento general de los elementos químicos de una manera rápida y sencilla y poder involucrar a grandes rasgos la galaxia estudiada.

Una de las aproximaciones analíticas más conocidas es la Aproximación de Reciclaje Instantáneo (ARI) (Talbot & Arnett 1971) donde los tiempos de vida de las estrellas son despreciables comparados con el tiempo galáctico. Esta aproximación ha sido muy utilizada ya que simplifica sobremanera la solución de las ecuaciones de la evolución química. ARI es válida solamente en la evolución de los elementos producidos únicamente por las estrellas masivas, sin embargo, es una burda aproximación para elementos producidos por estrellas de masa baja e intermedia, debido a que el tiempo de vida de las estrellas masivas es del orden de $10^6 - 10^7$ años mientras que el tiempo de vida de las estrellas de baja masa e intermedia es de entre $10^8 - 10^{10}$ años, del orden de la edad de las galaxias.

Una aproximación analítica relacionada con retrasos en el enriquecimiento en un modelo cerrado (sin flujos de gas) fue la propuesta por Serrano & Peimbert (1983). Ellos presentan un modelo de evolución química para el oxígeno

y el nitrógeno que toma en cuenta el retraso en la producción de nitrógeno.

Posteriormente, Pagel (1989) presentó otra aproximación en un modelo abierto (con flujos de gas) introduciendo un término de retraso en el tiempo para poder estudiar la evolución química de las abundancias de elementos producidos en una escala de tiempo larga, es decir, los producidos por estrellas de masa baja e intermedia. Dicho término de retraso implica que el material es eyectado por las estrellas una sola vez al medio interestelar.

El objetivo de este trabajo de tesis es presentar una solución analítica alternativa a las ecuaciones de la evolución química que sí considere los tiempos de vida de las estrellas de masa baja e intermedia como un sólo grupo. La contribución retrasada al enriquecimiento químico de los elementos producidos por este tipo de estrellas a diferentes tiempos dará resultados con una precisión intermedia entre los resultados de la ARI y aquellos obtenidos de códigos numéricos. Como aplicación, esta tesis busca reproducir las historias de C/O, N/O vs O/H indicadas por las estrellas y las regiones HII del entorno solar.

Capítulo 1

Formación y Evolución Estelar

Las estrellas se forman de nubes de gas que se colapsan bajo el efecto de su propia gravedad. Al colapsarse, la compresión calienta el gas haciendo que la presión aumente para poder soportar el peso de las capas exteriores. El gas caliente radía energía hacia afuera haciendo que la presión interna disminuya permitiendo que la nube se encoja. El núcleo protoestelar se vuelve más luminoso al radiar la energía potencial gravitatoria liberada por el material que va cayendo. En las primeras etapas protoestelares esta es la única fuente de energía del sistema. La temperatura en el núcleo aumenta hasta alcanzar 10^7 K, la cual, es suficiente para poder llevar a cabo reacciones nucleares por medio de la fusión de hidrógeno. En este momento la protoestrella se convierte en una estrella y entra a la secuencia principal, la cual está representada en un *diagrama Hertzsprung-Russell* (H-R, ver Figuras 1.1, 1.2) como la diagonal que comienza en la parte inferior derecha hasta la parte superior izquierda. Este diagrama *temperatura - luminosidad* muestra las diferentes fases evolutivas de las estrellas.

1.1 Evolución Estelar

Todas las estrellas siguen la misma secuencia general de evolución, primero empiezan siendo protoestrellas, después entran en la fase secuencia principal, y luego para las fases de post-secuencia principal. Las trayectorias evolutivas que se muestran en el *diagrama H-R* son muy diferentes. La evolución de una estrella depende principalmente de la masa inicial y secundariamente de

los elementos químicos que la constituyen.

Durante su evolución, diferentes cambios físicos le ocurren a la estrella, los cuales se ven reflejados como se mencionó anteriormente, en la temperatura y luminosidad. Al morir, las estrellas eyectan su envolvente al medio interestelar de distintas formas quedando en el centro un núcleo de muy alta densidad.

1.1.1 Tiempo de vida de las estrellas

El tiempo de vida τ de una estrella es aquel lapso de tiempo en el cual, la estrella tiene procesos de nucleosíntesis en su centro o en capas adyacentes. Las estrellas pasan más del 80% de su vida en la secuencia principal convirtiendo hidrógeno en helio. Por tal razón, en este trabajo consideraremos a τ como el tiempo de vida que una estrella pasa en la secuencia principal y despreciamos el tiempo post-secuencia principal. Los tiempos de vida estelares son mayores cuando la masa inicial m es menor, esto debido a que la luminosidad de las estrellas en la secuencia principal obedece la ley:

$$L_{SP} \propto m^4 \quad (1.1)$$

El valor de τ depende de la energía almacenada ($E \propto m$) y de la tasa a la cuál se pierde esta energía (luminosidad):

$$\tau \propto E/L_{SP} \propto m^{-3} \quad (1.2)$$

En la Tabla (1.1.1) se muestra una lista con los tiempos de vida estelares para estrellas de masa baja e intermedia dependiendo de la masa inicial m y de la metalicidad Z .

Se definen las cantidades X , Y , Z de la siguiente manera:

X es la fracción en masa de hidrógeno, Y es la fracción en masa de helio y Z es la fracción en masa de todos los metales más pesados que el helio, llamada también metalicidad.

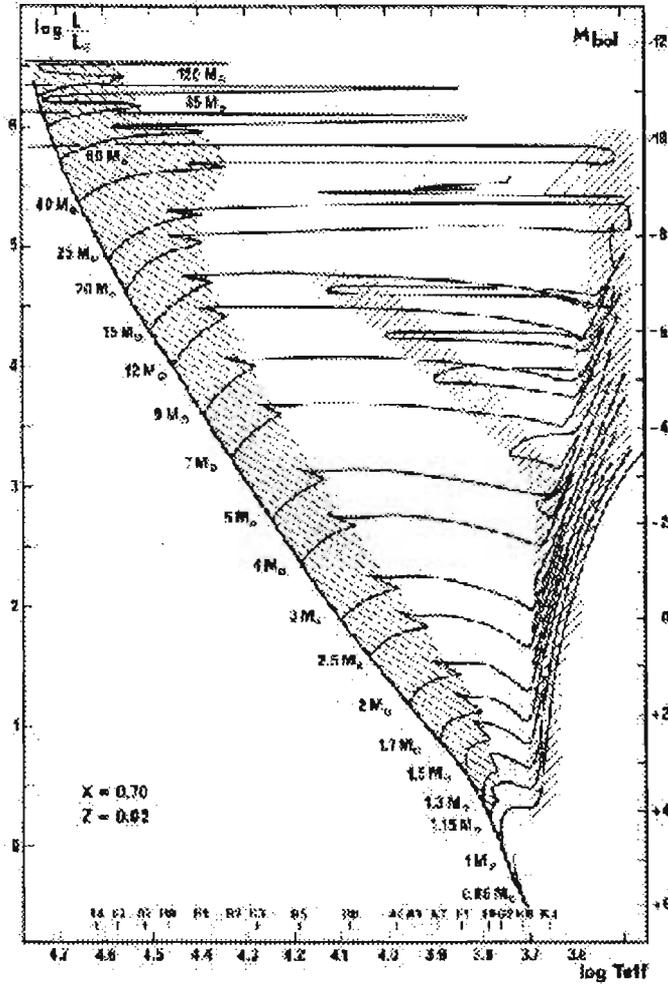


Figura 1.1: Diagrama Hertzsprung-Rusell (HR). Relación temperatura-luminosidad de estrellas desde $0.85 M_{\odot}$ hasta $120 M_{\odot}$. Las líneas se recorren de izquierda a derecha a excepción de estrellas muy masivas.

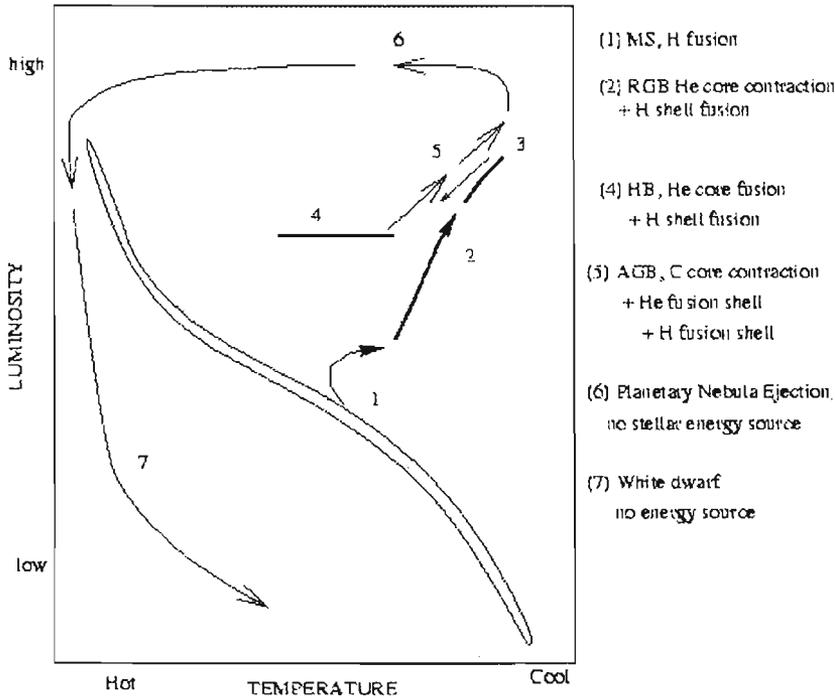


Figura 1.2: Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) donde se muestran las fases evolutivas de una estrella de $1 M_{\odot}$. (1) Secuencia Principal, (2) Rama de las Gigantes Rojas (RGR), (3) Rama de las Gigantes Asintóticas (RGA), (4) Nebulosas Planetarias, (5) Enanas Blancas.

$m(M_{\odot})$	$\tau_{(Z=0.001)}$	$\tau_{(Z=0.004)}$	$\tau_{(Z=0.020)}$
0.8	15.03	17.47	25.03
0.9	9.450	10.78	15.50
1.0	6.260	7.010	9.960
1.3	2.940	3.150	4.430
1.5	1.840	1.930	2.690
1.7	1.330	1.330	1.830
2.0	0.996	1.040	1.360
2.5	0.561	0.579	0.730
3.0	0.336	0.350	0.439
4.0	0.164	0.171	0.191
5.0	0.099	0.103	0.107
7.0	0.050	0.051	0.048
8.0	0.041	0.044	0.038

Tabla 1.1: Tiempos de vida estelares en unidades de Giga-años (Ga) para estrellas de masa intermedia y baja Schaller (1992). Véase también Bazán & Mathews (1990).

1.1.2 Evolución de las estrellas de baja masa [$0.08 \leq m/M_{\odot} \leq 1.5$]

Una estrella cuya masa sea $0.08 \leq m/M_{\odot} \leq 1.5$, tiene una temperatura de aproximadamente $T \leq 2 \times 10^7 K$ en el núcleo. Pasa aproximadamente el 80% de su vida transformando su núcleo compuesto de hidrógeno en helio por medio de la cadena Protón - Protón ($P - P$) ¹, que es la fuente más importante de energía.

Cuando el hidrógeno es agotado en el núcleo, finalizan las reacciones termonucleares y el núcleo de la estrella se contrae distribuyendo su energía sobre las capas que lo rodean ocasionando que se expandan mientras el núcleo se vuelve más denso. La estrella transporta su energía por convección sobre un área mayor debido a la expansión de las capas externas ocasionando que la temperatura superficial disminuya, la luminosidad aumenta y la es-

¹Cadena Protón-Protón: Serie de procesos termonucleares que ocurren en el interior de una estrella, en las cuales cuatro átomos de H son convertidos en He

trella se mueve en el *diagrama H-R* hacia la Rama de las Gigantes Rojas (RGR). El núcleo se sigue contrayendo y su temperatura aumenta hasta unos $10^8 K$ suficientes para que empiece a quemar helio por medio del proceso triple- α ² hasta que eventualmente el núcleo se convierte en carbono. La reacción termina en el núcleo (pero continua en el cascarón que lo rodea) elevándose la temperatura del núcleo, causando que la estrella se vuelva más brillante. Después, la estrella llega a la Rama de las Gigantes Asintóticas (RGA), caracterizada por tener vientos estelares sin lograr que su núcleo alcance la temperatura de ignición para quemar carbono. Al morir, eyectará su envolvente en forma de nebulosa planetaria con parte de los elementos sintetizados y el núcleo se convertirá en una enana blanca compuesta de carbono y oxígeno.

1.1.3 Evolución de las estrellas de masa intermedia [$1.5 \leq m/M_{\odot} \leq 8.0$]

Como todas las estrellas, su aparición en la *secuencia principal* empieza cuando el hidrógeno comienza a quemarse en el centro de la estrella. Al comienzo, la temperatura en el núcleo es ligeramente menor a los $2 \times 10^7 K$, aquí las estrellas con masas intermedias empiezan a producir y sintetizar elementos por medio de la cadena $P - P$. Cuando la temperatura es mayor a los $2 \times 10^7 K$, estas estrellas producen He por medio del ciclo CNO³, el helio recién formado es distribuido en todo el núcleo y eventualmente el hidrógeno comienza a agotarse. Como resultado de esto, el núcleo de helio se contrae por gravedad y comienza a calentarse, la quema de hidrógeno se expande ahora hacia un cascarón que rodea dicho núcleo, mucha energía es producida en este proceso lo que ocasiona que este se expanda, esto hace que la temperatura baje en la superficie y la estrella se mueva hacia la derecha en el *diagrama H-R*.

La temperatura en el núcleo sigue aumentando debido a la contracción hasta que alcanza los $10^8 K$, temperatura necesaria para que comience a que-

²Proceso termonuclear donde tres núcleos de He (partículas α) es convertido en un núcleo de carbono

³Serie muy compleja de reacciones termonucleares donde el carbono, nitrógeno y oxígeno sirven como catalizadores para convertir hidrógeno en helio

mar helio mediante el proceso triple- α . Esta nueva fuente de energía ocasiona que el núcleo de la estrella detenga su contracción.

La producción de energía debida a este nuevo tipo de reacciones, hace que haya un aumento de la presión que supera a la gravitatoria, y por tanto la estrella se expande, esto hace que la estrella se vuelva más brillante. Una vez que el helio se agota y el núcleo queda constituido por carbono, la estrella se contrae de nuevo y se forma un cascarón hecho del helio. Para una estrella de este tipo, no existe suficiente masa para que la fuerza de gravedad colapse el núcleo lo suficiente para que la temperatura y densidad desencadenen la fusión del carbono. Es aquí cuando alcanza el periodo RGA con hidrógeno y helio siendo quemados en las capas externas. Después de esta etapa la estrella morirá eyectando su envolvente al medio interestelar en forma de nebulosa planetaria y dejando como remanente una enana blanca.

1.1.4 Evolución de las estrellas masivas [$8.0 \leq m/M_{\odot} \leq 100$]

Este tipo de estrellas queman hidrógeno en su núcleo, posteriormente queman helio, una vez agotado este, la vida de una estrella masiva está casi por terminar. El núcleo de carbono comienza a ser quemado produciendo otros elementos pesados (por ej. neón y magnesio). En general, recorren grandes caminos sobre el eje horizontal del *diagrama H-R* a una luminosidad casi constante. Cuando llegan a la fase RGR su núcleo colapsa terminando con una explosión de supernova donde se sintetizan gran cantidad de elementos pesados dejando finalmente como remanente una estrella de neutrones si la masa del núcleo es menor que $3M_{\odot}$ o un hoyo negro si la masa del núcleo es mayor que $3M_{\odot}$.

Cuando la masa inicial de la estrella está entre $10-40 M_{\odot}$, la estrella casi no pierde masa. Las estrellas con una masa inicial de $50-100 M_{\odot}$ pierden alrededor del 50-60% de su masa a través de los vientos estelares quienes arrancan las capas exteriores, dejando al descubierto un núcleo de helio. Estas estrellas nunca llegan a ser supergigantes rojas quedándose como estrellas tipo O que son estrellas que pierden algunas masas solares durante su paso por la *secuencia principal* algunas convirtiéndose en estrellas Wolf-Rayet.

Capítulo 2

Ecuaciones Básicas

2.1 Herramientas de un modelo de evolución química

Para poder construir modelos de evolución química son necesarias varias herramientas que nos ayudan a representar los procesos de enriquecimiento químico. Estas herramientas son:

- Tasa de Nacimiento Estelar
- Rendimientos Estelares
- Flujos de gas

A continuación se define cada una de ellas:

Tasa de Nacimiento Estelar (T_{NE}). Nos da el número de estrellas que se forman por unidad de masa y por unidad de tiempo. Se parametriza de tal manera que la dependencia temporal se le asigna a la tasa de formación estelar $\Psi(t)$, y la dependencia en masa a la función inicial de masa $\phi(m)$.

$$T_{NE}(t, m) = \Psi(t)\phi(m) \quad (2.1)$$

La **tasa de formación estelar** nos indica la cantidad de masa de gas que se convierte en masa de estrellas por unidad de tiempo. La parametrización más común fue la propuesta por Schmidt (1959) y está dada por:

$$\Psi(t) = \nu M_{gas}(t) \quad (2.2)$$

donde ν es una constante de proporcionalidad que se conoce como eficiencia de formación estelar y tiene unidades de inverso del tiempo, $M_{gas}(t)$ es la masa de gas de la galaxia.

La **función de masa inicial (FMI)** nos da el número de estrellas formadas en un intervalo de masas $[m, m+dm]$.

La forma general de la FMI es :

$$\phi(m) = c m^{-(1+x)} \quad , \quad (2.3)$$

donde c es una constante de normalización, m es la masa de las estrellas y x es el exponente de la curva.

Existen varias parametrizaciones de ella con diferentes valores de x para distintas masas, sin embargo, la parametrización más común es la propuesta por Salpeter (1955) con un valor de $x = 1.35$ para todo el intervalo de masas.

La función inicial de masa se generaliza en el tiempo y el espacio, se normaliza como un brote de formación estelar instantáneo de $1M_{\odot}$ de la siguiente manera:

$$\int_{m_l}^{m_u} \phi(m) m dm = 1M_{\odot} \quad (2.4)$$

En este trabajo hemos considerado que $m_l = 0.1M_{\odot}$ y $m_u = 100M_{\odot}$. Esta normalización nos permite encontrar el valor de c en la ecuación (2.3).

Rendimientos Estelares. Un rendimiento estelar p_i es la fracción de masa procesada y eyectada en forma de un elemento i por una estrella de masa inicial m . Los rendimientos estelares provienen de modelos de evolución estelar y por lo tanto dependen de los parámetros considerados en dichos modelos (ver Sección 3.3).

Flujos de gas. En los modelos de evolución química se consideran los flujos de gas que salen y entran a la galaxia, el flujo entrante es la acreción $A(t)$ que es la masa de gas que cae en la galaxia por unidad de tiempo.

2.1. HERRAMIENTAS DE UN MODELO DE EVOLUCIÓN QUÍMICA 11

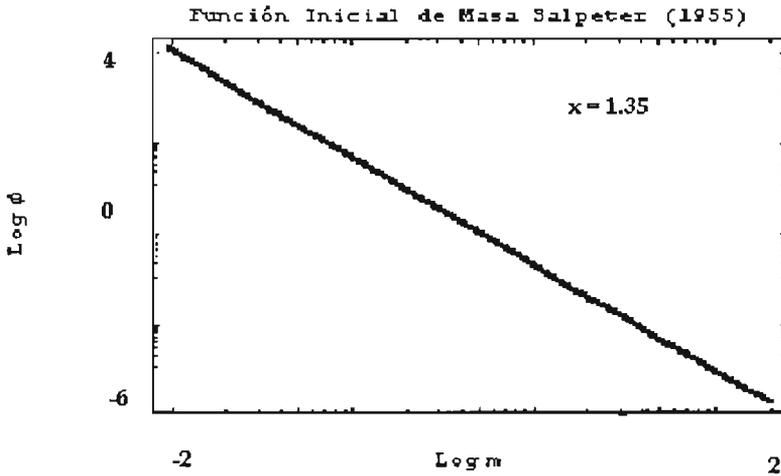


Figura 2.1: Función Inicial de Masa de Salpeter. La recta nos muestra la distribución en masa de las estrellas formadas en un brote de formación estelar. Las unidades de $\log m$ son $[\log m] = (m_{estrella}/M_{\odot})$ y las unidades de ϕ son $[\phi] = 1/M_{\odot}^{-1}$. La FIM de Salpeter nos dice que se forman más estrellas de masa baja e intermedia que estrellas masivas.

El flujo de gas que sale de la galaxia se llama viento galáctico $W(t)$ e indica la masa de gas que pierde la galaxia por unidad de tiempo.

2.2 Ecuaciones generales de evolución química

En esta sección se presentan las ecuaciones generales de la evolución química, empezaremos por definir la evolución de la masa total M_{tot} :

$$\frac{dM_{tot}}{dt} = A(t) - W(t) \quad (2.5)$$

donde,

$$M_{tot} = M_{gas} + M_* \quad (2.6)$$

M_{gas} es la masa de gas y M_* es la masa de las estrellas vivas y muertas.

Basándonos en las ecuaciones de Tinsley (1980):

la ecuación general de evolución de la masa de gas es:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\Psi(t) + E(t) + A(t) - W(t) \quad (2.7)$$

donde $E(t)$ es la tasa a la cual las estrellas que mueren regresan material al medio interestelar al tiempo t . Esta cantidad puede ser escrita como:

$$E(t) = \int_{m_{\tau_0}(t)}^{m_u} (m - m_R)\Psi(t - \tau_m)\phi(m)dm \quad (2.8)$$

donde m_{τ_0} es la masa de la estrella menos masiva que nace al tiempo $t = 0$ y que muere al tiempo t , m_R es la masa del remanente de la estrella de masa inicial m , $m - m_R$ es la masa total eyectada por una estrella y τ_m es el tiempo de vida de la estrella.

A continuación se define la abundancia por masa de un elemento i en el gas X_i , como el cociente de la masa del elemento i y la masa de gas M_i :

$$X_i = \frac{M_i}{M_{gas}} \quad (2.9)$$

Por definición, las abundancias satisfacen la condición:

$$\Sigma_i X_i = 1 \quad (2.10)$$

La ecuación de evolución para las abundancias químicas es:

$$\frac{d(X_i M_{gas})}{dt} = -X_i(t)\Psi(t) + E_i(t) + X_i^A(t)A(t) - X_i^W(t)W(t) \quad (2.11)$$

donde $E_i(t)$ es:

$$E_i(t) = \int_{m(t)}^{m_u} [(m - m_R)X_i(t - \tau_m) + mp_i(m)]\Psi(t - \tau_m)\phi(m)dm \quad (2.12)$$

$E_i(t)$ es la tasa a la cual las estrellas que mueren eyectan gas en forma de elemento i al medio interestelar, contiene tanto al elemento procesado ($mp_i(m)$) como el que no fue procesado por las estrellas $(m - m_R)X_i(t - \tau_m)$, $X_i^A(t)$ y $X_i^W(t)$ son las abundancias de material acretao y del perdido por el viento galáctico respectivamente.

2.3 Ecuaciones generales con ARI

Cuando las ecs.(2.8, 2.12) son substituidas en (2.7, 2.11) respectivamente, obtenemos un par de ecuaciones integrodiferenciales que pueden ser resueltas analíticamente utilizando una aproximación llamada de **Reciclaje Instantáneo (ARI)** propuesta por Talbot & Arnett (1971), la cual consiste en suponer que el tiempo de vida de las estrellas es nulo: $\tau_m = 0$ y por lo tanto $t - \tau_m \approx t$, esto permite separar a $\Psi(t)$ de las integrales dependientes de la masa, $E(t)$ y $E_i(t)$, y transformar las ecuaciones de evolución química de integrodiferenciales a diferenciales.

Esta aproximación es válida cuando se trata de elementos producidos por estrellas masivas, pero no lo es en el caso de los elementos químicos producidos por las otras estrellas.

Definamos ahora la cantidad R que es la fracción de masa que regresa al medio interestelar una población completa como:

$$R = \int_{m_{inf}}^{m_u} (m - m_R)\phi(m)dm \quad (2.13)$$

donde m_{inf} es la masa de las estrellas cuyo tiempo de vida es la edad actual de las galaxias (aproximadamente 13 Ga), R es una constante temporal a menos que se asuma que la cantidad de masa perdida por una estrella sea una función que dependa fuertemente de la metalicidad. Los valores de R oscilan entre 0.20 – 0.50 (Matteucci 2003a).

Definiremos también el rendimiento de la población estelar como:

$$P_i = \int_{m_{inf}}^{m_u} m p_i(m)\phi(m)dm \quad (2.14)$$

donde $m_{inf} = 0.85M_\odot$ y $m_u = 100M_\odot$.

Ahora escribiremos las ecuaciones generales de evolución química usando la **ARI**:

La ecuación (2.8) puede ser escrita como:

$$E(t) = \Psi(t)R \quad (2.15)$$

y consecuentemente la ecuación (2.7) como:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\Psi(t)(1 - R) + A(t) - W(t) \quad (2.16)$$

Para la evolución las abundancias químicas (2.11) obtenemos

$$\frac{d(X_i M_{gas})}{dt} = [-(1 - R)X_i(t) + P_i]\Psi(t) + X_i^A A(t) - X_i^W W(t) \quad (2.17)$$

dado que la ecuación para $E_i(t)$ se reduce a:

$$E_i(t) = (RX_i(t) + P_i)\Psi(t) \quad (2.18)$$

El término que corresponde al elemento procesado y eyectado en la ecuación es:

$$E_{i_p} = P_i \Psi(t) \quad (2.19)$$

y al no procesado y eyectado:

$$E_{i_{np}} = R X_i(t) \Psi(t) \quad (2.20)$$

2.3.1 Modelo Cerrado

Este es uno de los modelos más simples en la evolución química galáctica ya que supone que no hay flujos de gas saliendo o entrando a la galaxia, es decir, que no hay vientos ni acreción, ($W(t) = A(t) = 0$).

La ecuación de evolución del gas en el sistema para el modelo cerrado es:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\Psi(t) + E(t) \quad , \quad (2.21)$$

Dado que,

$$E(t) = \Psi(t)R \quad , \quad (2.22)$$

Entonces ,

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\Psi(t)(1 - R) \quad (2.23)$$

La ecuación de evolución para las abundancias químicas es:

$$\frac{d(X_i M_{gas})}{dt} = [-(1 - R)X_i(t) + P_i] \Psi(t) \quad (2.24)$$

Utilizando las ecuaciones (2.24),(2.23) y que $\Psi(t) = \nu M_{gas}$ llegamos a:

$$X_i(t) = X_{oi} + \nu P_i t \quad (2.25)$$

donde X_{oi} es la abundancia inicial del elemento i .

En el caso de los metales y suponiendo que la galaxia se formó de un gas primigenio, la evolución temporal de la abundancia es:

$$Z = \nu P_z t \quad (2.26)$$

Cuando se trabaja con la aproximación de reciclaje instantáneo en un gas inicial primigéneo, los cocientes de abundancias son equivalentes a los cocientes de sus rendimientos estelares, con excepción del H y He.

$$\frac{X_i}{X_j} = \frac{P_i}{P_j} \quad (2.27)$$

Definamos ahora el consumo de gas μ :

$$\mu = \frac{M_{gas}}{M_{tot}} \quad , \quad (2.28)$$

De la ecuación (2.28) y (2.26) se sigue que:

$$M_* = (1 - \mu)M_{tot} \quad (2.29)$$

2.4 Aproximación de Serrano & Peimbert

En esta sección se discute de manera general la aproximación analítica hecha por Serrano & Peimbert (1983) para el caso de N/O vs O/H. En ella, se adoptan las siguientes hipótesis:

- la mayor parte del nitrógeno es producido por las estrellas de masa baja e intermedia ($1 \leq m/M_\odot \leq 5$).
- el nitrógeno es de origen primario y secundario. (secundario: es el N producido mediante el ciclo CNO usando C y O como catalizadores, por lo tanto, los rendimientos químicos aumentan linealmente con la metalicidad).

Al ser el nitrógeno producido por las estrellas de masa baja e intermedia, cuyos tiempos de vida son mayores que los de las estrellas que producen oxígeno, la eyección de nitrógeno al medio interestelar debe estar retrasada respecto al oxígeno, es por esto que se incluye un término de retraso en el tiempo en las ecuaciones para los rendimientos estelares y en las de evolución para la abundancia de nitrógeno. Ellos concluyen que el nitrógeno debe ser un elemento principalmente secundario ya que el mejor ajuste con las observaciones se da en el caso del nitrógeno producido como elemento secundario. Sin embargo, no se excluye la idea de que una cantidad menor de nitrógeno se forme como elemento primario.

2.5 Aproximación de Pagel

Edmund Pagel (1989) realizó una aproximación analítica que incluye un retraso en el tiempo, su argumento para realizarla fue que el reciclaje instantáneo no puede ser utilizado para describir la formación de elementos tales como el Fe que provienen de una contribución significativa de estrellas binarias de masa baja e intermedia, cuyos tiempos de vida no se pueden despreciar. Para atacar dicho problema, propone como solución el utilizar un retraso en el tiempo al cual el material producido es expulsado en un sólo tiempo δ después de la formación estelar.

Capítulo 3

La Contribución Retrasada

3.1 Planteamiento del retraso

La ARI supone que el tiempo de vida para todas las estrellas es despreciable comparado con el tiempo de vida galáctico, esta aproximación es apropiada para las estrellas masivas, ya que sus tiempos de vida son cortos, pero es una aproximación burda para las estrellas de masa baja e intermedia.

El objetivo fundamental de esta tesis es encontrar una solución analítica a las ecuaciones de evolución química de un modelo cerrado tomando en cuenta el tiempo de vida de las estrellas de masa baja e intermedia como una *sola* población. En nuestra aproximación, las estrellas masivas (EM) enriquecen instantáneamente, pero *todas* las estrellas de masa baja e intermedia (EMBI) enriquecen en un tiempo τ después de que se han formado.

Por tal motivo, se divide el material que regresa al medio interestelar por las estrellas, R , en dos términos R_B y R_M , que son la masa regresada al medio interestelar por las estrellas de masa baja e intermedia y las estrellas masivas, respectivamente:

$$R_B = \int_{0.85M_{\odot}}^{8M_{\odot}} (m - m_R)\phi(m)dm \quad (3.1)$$

$$R_M = \int_{8M_{\odot}}^{100M_{\odot}} (m - m_R)\phi(m)dm \quad (3.2)$$

A continuación se plantean y se derivan las ecuaciones de esta aproximación:

Partiendo de las ecuaciones generales de la evolución química mostradas en la Sección 2.2 para la evolución temporal de la masa de gas en el gas cerrado ec.(2.21) tenemos:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\Psi(t) + E(t) \quad (3.3)$$

La ecuación (2.8) puede ser separada en dos partes, la tasa a la cuál las estrellas masivas (EM) regresan material al medio interestelar recordando que en el caso de estas estrellas $t - \tau_m \approx t$:

$$E_M(t) = \int_{8M_\odot}^{100M_\odot} (m - m_R)\Psi(t)\phi(m)dm = \Psi(t)R_M \quad , \quad (3.4)$$

Y la tasa a la cuál las estrellas de masa baja e intermedia (EMBI) regresan material al medio interestelar:

$$E_B(t) = \int_{0.85M_\odot}^{8M_\odot} (m - m_R)\Psi(t - \tau)\phi(m)dm = \Psi(t - \tau)R_B \quad , \quad (3.5)$$

Reescribiendo las ecuaciones anteriores:

$$E_M(t) = R_M\Psi(t) \quad (3.6)$$

y,

$$E_B(t) = R_B\Psi(t - \tau) \quad (3.7)$$

Usando la ec.(2.2), $\Psi(t - \tau) = \nu M_{gas}(t - \tau)$ y $\Psi(t) = \nu M_{gas}(t)$, finalmente nos queda:

$$E_M(t) = \nu R_M M_{gas}(t) \quad (3.8)$$

y,

$$E_B(t) = \nu R_B M_{gas}(t - \tau) \quad (3.9)$$

Por lo tanto,

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\nu M_{gas}(t)(1 - R_M) + \nu M_{gas}(t - \tau)R_B \quad (3.10)$$

El primer término de esta ecuación representa la contribución de las estrellas masivas, mientras que el segundo representa el retraso en la contribución de las estrellas de masa baja e intermedia.

Para obtener la ecuación de evolución de la abundancia, definamos primero $F_i(t) = X_i(t)M_{gas}(t)$ como la masa de gas en forma del elemento i . Usaremos la ec.(2.12), y dividiremos al rendimiento de la población estelar P_i en $P_i = P_{B_i} + P_{M_i}$, siendo P_{B_i} y P_{M_i} :

$$P_{B_i} = \int_{0.85M_\odot}^{8M_\odot} mp_i\phi(m)dm \quad (3.11)$$

$$P_{M_i} = \int_{8M_\odot}^{100M_\odot} mp_i\phi(m)dm \quad (3.12)$$

y separaremos la ecuación, como en el caso anterior, en dos partes:

$$E_{M_i}(t) = \int_{8M_\odot}^{100M_\odot} [(m - m_R)X_i(t) + mp_i(m)]\Psi(t)\phi(m)dm \quad , \quad (3.13)$$

$$E_{M_i}(t) = \Psi(t)(R_M X_i(t) + P_{M_i}(m)) \quad , \quad (3.14)$$

$$E_{M_i}(t) = \nu R_M F_i(t) + \nu M_{gas}(t)P_{M_i}(m) \quad , \quad (3.15)$$

Para las EMBI:

$$E_{B_i}(t) = \int_{0.85M_\odot}^{8M_\odot} [(m - m_R)X_i(t - \tau) + mp_i(m)]\Psi(t - \tau)\phi(m)dm \quad (3.16)$$

$$E_{B_i}(t) = \Psi(t - \tau_i)(R_B X_i(t - \tau_i) + P_{M_i}(m)) \quad , \quad (3.17)$$

$$E_{B_i}(t) = \nu R_B F_i(t - \tau_i) + \nu P_{B_i}(m)M_{gas}(t - \tau_i) \quad , \quad (3.18)$$

Finalmente llegamos a:

$$\frac{dF_i}{dt} = -\nu(1 - R_M)F_i(t) + \nu P_{M_i}M_{gas}(t) + R_B\nu F_i(t - \tau_i) + \nu P_{B_i}M_{gas}(t - \tau_i) \quad (3.19)$$

Para cada elemento i , toda la población de EMBI enriquecerá al medio interestelar en un tiempo τ_i después de que se formó. Se debe elegir un τ representativo de la población o equivalentemente una masa representativa de esta para cada elemento. Sea M_{repr} , la masa representativa, la cuál es obtenida de manera que el rendimiento acumulado de las estrellas menores que ella sea igual a la mitad del rendimiento de la población total de EMBI. Como los rendimientos químicos son diferentes para cada elemento y dependen fuertemente de la metalicidad, calculamos el valor M_{repr} numéricamente para cada elemento químico y para cada metalicidad:

$$\int_{0.85M_{\odot}}^{M_{repr}} mp_i \phi(m) dm = \frac{1}{2} \int_{0.85M_{\odot}}^{8M_{\odot}} mp_i \phi(m) dm \quad (3.20)$$

A continuación, se presentan la solución de las ecuaciones de la evolución química obtenidas para la masa de gas, la masa de gas en forma del elemento i y finalmente la ecuación que describe la evolución temporal de las abundancias químicas obtenida a partir de las primeras dos ecuaciones.

3.2 Solución a las Ecuaciones de Evolución Química

3.2.1 Ecuación de evolución para la Masa de Gas

La ecuación que se quiere resolver es:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\nu M_{gas}(t)(1 - R_M) + \nu M_{gas}(t - \tau)R_B \quad (3.21)$$

Si $t < \tau$, la ecuación se resuelve con ARI para el caso de modelo cerrado, cuya solución es:

$$M_{gas}(t) = M_{gas}(0)e^{-\xi t} \quad 0 < t < \tau \quad (3.22)$$

donde $\xi = \nu(1 - R_M)$.

Teniendo la solución para $t < \tau$, se sustituye en (3.21) para el caso $\tau < t < 2\tau$ y se resuelve obteniendo como solución:

$$M_{gas}(t) = M_{gas}(0)[e^{-\xi t} + e^{-\xi(t-\tau)}(t - \tau)(R_B\nu)] \quad \tau < t < 2\tau, \quad (3.23)$$

y resolvemos para los demás intervalos de tiempo.

$$M_{gas}(t) = M_{gas}(0)e^{-\xi t} \sum_{k=0}^{n-1} \frac{e^{k\xi\tau}(t - k\tau)^k (R_B\nu)^k}{k!} \quad (n-1)\tau < t < n\tau \quad (3.24)$$

Tomando en cuenta la contribución retrasada de las estrellas de baja masa e intermedia, la ecuación de la masa de gas queda descrita por el producto del término debido a la contribución de las estrellas masivas (reciclaje instantáneo) por una sumatoria que representa la contribución de las EMBI que nacieron en $t - \tau$ y enriquecieron al medio interestelar al tiempo t .

Cada término nos dice cual fue la contribución al enriquecimiento químico galáctico de las estrellas que murieron en el intervalo anterior. La importancia de cada uno de estos términos radica en el hecho de que podemos saber en cuanto han enriquecido al medio interestelar las estrellas EM y EMBI en cada intervalo de tiempo.

3.2.2 Masa de gas en forma de elemento i

La ecuación a resolver es:

$$\frac{dF_i}{dt} = -\nu(1 - R_M)F_i(t) + \nu P_{M_i}M_{gas}(t) + R_B\nu F_i(t - \tau_i) + \nu P_{B_i}M_{gas}(t - \tau_i) \quad (3.25)$$

Procediendo como en la sección anterior:

$$F_i(t) = M_{gas}(0)e^{-\xi t}[X_i(0) + \nu P_{M_i}t] \quad (3.26)$$

para $0 < t < \tau$, y

$$F_i(t) = M_{gas}(0)[e^{-\xi t}[X_i(0) + \nu P_{M_i}t] \quad (3.27)$$

$$+ e^{-\xi t}[e^{-\xi\tau_i}\nu(t - \tau_i)R_B[X_i(0) + \nu P_{M_i}(t - \tau_i) + P_{B_i}/R_{B_i}]]$$

para $\tau_i < t < 2\tau_i$.

Conforme el índice k avanza la contribución debida a las estrellas de masa baja e intermedia empieza a hacerse presente hasta que finalmente se llega a la siguiente expresión:

$$F_i(t) = M_{gas}(0)e^{-\xi t} \sum_{k=0}^{n-1} e^{k\xi\tau_i} \nu^k R_B^k \frac{(t - k\tau_i)^k}{k!} ([X_i(0) + \nu P_{M_i}(t - k\tau_i)] + k P_{B_i} R_{B_i}^{-1}) \quad (3.28)$$

para $(n-1)\tau < t < n\tau$.

3.2.3 Abundancias $X_i(t)$

La ecuación de evolución para la abundancia química $X_i(t)$ se obtiene del cociente de la masa en forma de elemento i y la masa de gas:

$$X_i(t) = \frac{F_i(t)}{M_{gas}(t)} \quad (3.29)$$

Si artificialmente suponemos que toda la población de EMBI eyecta el material en forma del elemento i al mismo tiempo que el material con todos los elementos, es decir, $\tau_i = \tau$, finalmente nos queda:

$$X_i(t) = \frac{\sum_{k=0}^{n-1} \frac{e^{-\xi\tau_i} R_B \nu^{t-k\tau_i} [X_i(0) + \nu P_{M_i}(t-k\tau_i)] + k P_{B_i} R_B^{-1}}{k!}}{\sum_{k=0}^{n-1} \frac{[e^{-\xi\tau_i(t-k\tau_i)} R_B \nu]^k}{k!}} \quad (3.30)$$

Esta ecuación es independiente del valor inicial de masa de gas, $M_{gas}(0)$. Para solventar la aproximación de $\tau_i = \tau$ en $M_{gas}(t)$ tomaremos la masa de gas como el promedio de las masas obtenidas de cada elemento químico (He, C, N, O, Z):

$$M_{gas}(t) = \frac{\sum_i M_{gas}(t, \tau_i)}{5}, \quad (3.31)$$

ya que la masa de gas no depende del elemento i . Hemos encontrado que $M_{gas}(t)$ y las $M_{gas}(t, \tau_i)$ no son muy diferentes.

3.3 Rendimientos Estelares

Se probaron varios de los rendimientos estelares publicados en la literatura, se seleccionaron aquellos que brindan la red más completa en masas y metalicidades y que consideran parámetros físicos importantes como son la rotación

estelar, la pérdida de masa por vientos estelares y la producción de elementos en el HBB ¹. Una vez seleccionados, se calcularon los rendimientos de la población según la metalicidad inicial. Así, se obtuvieron cuatro grupos de endimientos diferentes para $Z=0.0, 0.001, 0.004, 0.020$.

Para las estrellas de masa baja e intermedia se usaron los rendimientos de van den Hoek & Groenewegen (1997) con pérdida de masa debida a los vientos estelares. Estos rendimientos se caracterizan por el parámetro η que representa la pérdida de masa. Se eligió $\eta = 4$ ya que era común para todas las metalicidades.

Para las estrellas masivas utilizamos los rendimientos de Chieffi & Limongi (2002) para $Z = 0$ y Meynet & Maeder (2002) para las demás Z . Los primeros no toman en cuenta vientos ni rotación, ni supernovas, pero son los que mejor reproducen las abundancias de las estrellas de metalicidad más baja observadas hasta ahora. Por otro lado, Meynet & Maeder consideran vientos estelares y rotación, pero no supernovas. La producción de elementos como He, C, N y O es despreciable en la etapa de supernova en comparación a la producción en la etapa de pre-supernova.

A continuación se listan los rendimientos utilizados:

Estrellas de masa baja e intermedia

- Van den Hoek & Groenewegen (1997), $0.8 \leq M_{\odot} \leq 8$ con metalicidades $Z=0.001, 0.004$ y 0.020 .

Estrellas masivas

- Chieffi & Limongi(2002), $15 \leq M/M_{\odot} \leq 80$ con metalicidad $Z=0$.
- Maeder & Meynet (2002), $9 \leq M/M_{\odot} \leq 60$ con metalicidades $Z=0.001, 0.004, 0.020$.

Las combinaciones se hicieron agrupando los rendimientos para estrellas de baja masa e intermedia con los de estrellas masivas que tienen las mismas metalicidades, se extrapolaron los rendimientos linealmente en masa hasta alcanzar $m_u = 100M_{\odot}$.

¹HBB:Quemado de la base caliente

Las combinaciones quedaron como sigue:

1. Chieffi & Limongi (2003), $8 \leq M_{\odot} \leq 100$ para $Z=0$.
2. Van den Hoek & Groenewegen (1997)- Meynet & Maeder (2002), $0.85 \leq M_{\odot} \leq 100$ para $Z= 0.001$.
3. Van den Hoek & Groenewegen (1997)- Meynet & Maeder (2002), $0.85 \leq M_{\odot} \leq 100$ para $Z= 0.004$.
4. Van den Hoek & Groenewegen (1997)- Meynet & Maeder (2002), $0.85 \leq M_{\odot} \leq 100$ para $Z= 0.020$.

En el caso $Z = 0$ no se consideraron estrellas de masa baja e intermedia, se cree que las primeras estrellas eran masivas ya que no se han observado estrellas de baja metalicidad. Es por esto que solo tomamos rendimientos estelares para estrellas masivas.

Estrellas de Población III ($Z = 0$)

El gas primordial del cuál se formaron las galaxias estaba constituido principalmente por hidrógeno y helio, es por esto que las primeras estrellas que se formaron en el universo solamente estaban compuestas de estos elementos, sin ningún metal. El construir modelos analíticos para este tipo de estrellas llamadas de población III (Pob III) nos ayuda a explicar las abundancias de las estrellas más pobres en metales y a inferir propiedades de las galaxias a tiempos tempranos. En la Figura (3.7) mostramos los rendimientos químicos estelares en función de la masa inicial de la estrella para Pob III.

En la Tabla (3.1) se muestran los rendimientos químicos de una población de estrellas masivas con $Z = 0$.

Estrellas de Población II y Población I

Las estrellas de Población II son aquellas con metalicidad menor que la solar pero no nula. Las estrellas de Población I son aquellas que tienen metalicidad solar.

A continuación se muestran las gráficas de los rendimientos estelares del elemento i (mp_i, ϕ vs m) versus la masa inicial de cada estrella para diferentes Z . Primero se presentan los rendimientos estelares para las EM y luego

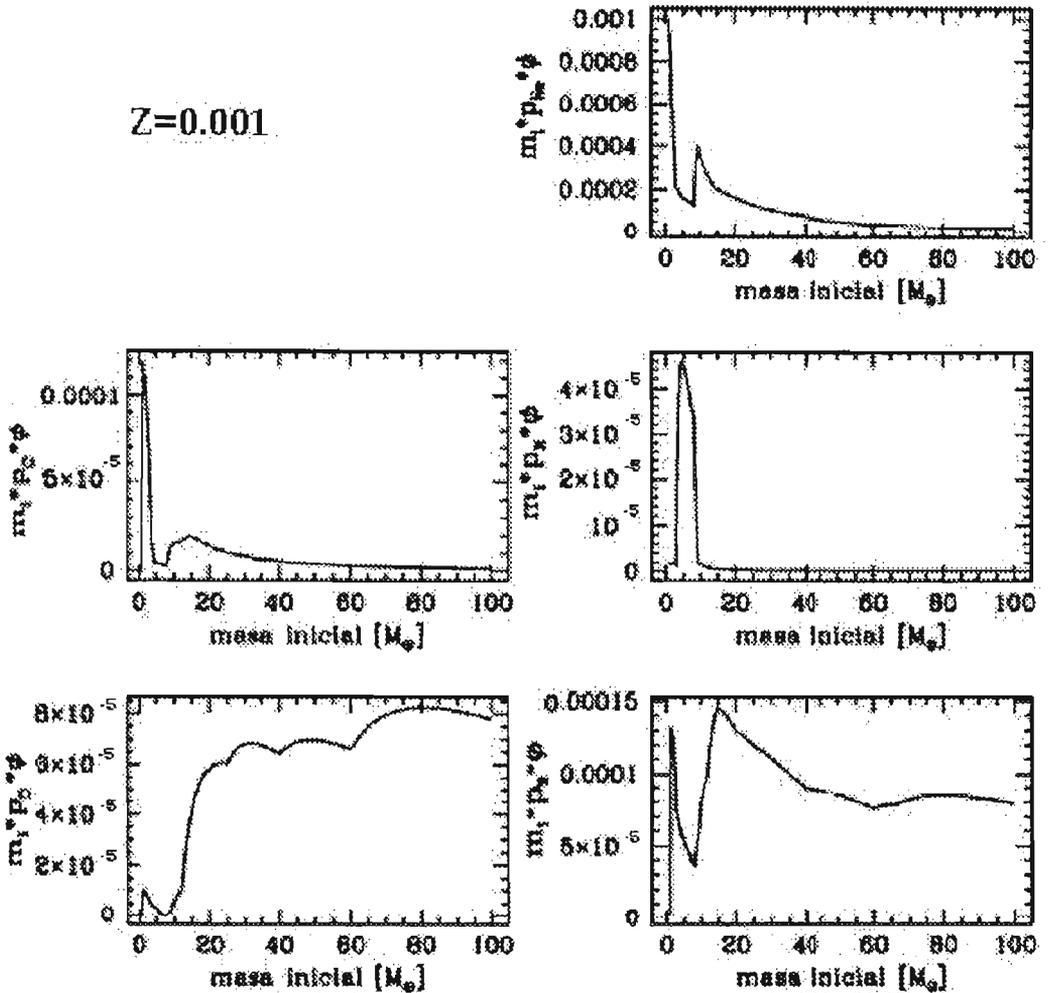


Figura 3.1: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de masa baja e intermedia de van den Hoek (1997) y rendimientos para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0.001$ obtenidos por Meynet & Maeder(2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico.

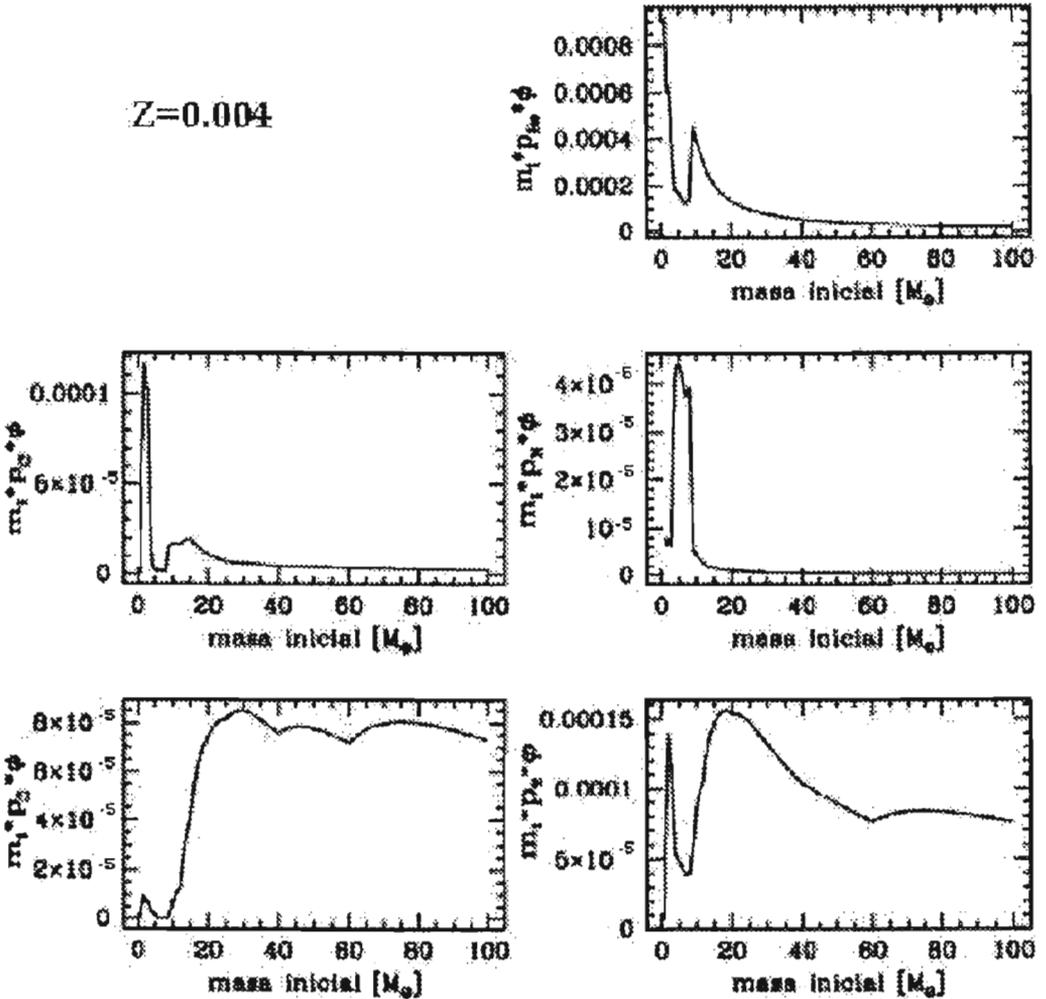


Figura 3.2: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_\odot$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de masa baja e intermedia de van den Hoek (1997) y rendimientos para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0.004$ obtenidos por Meynet & Maeder(2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico.

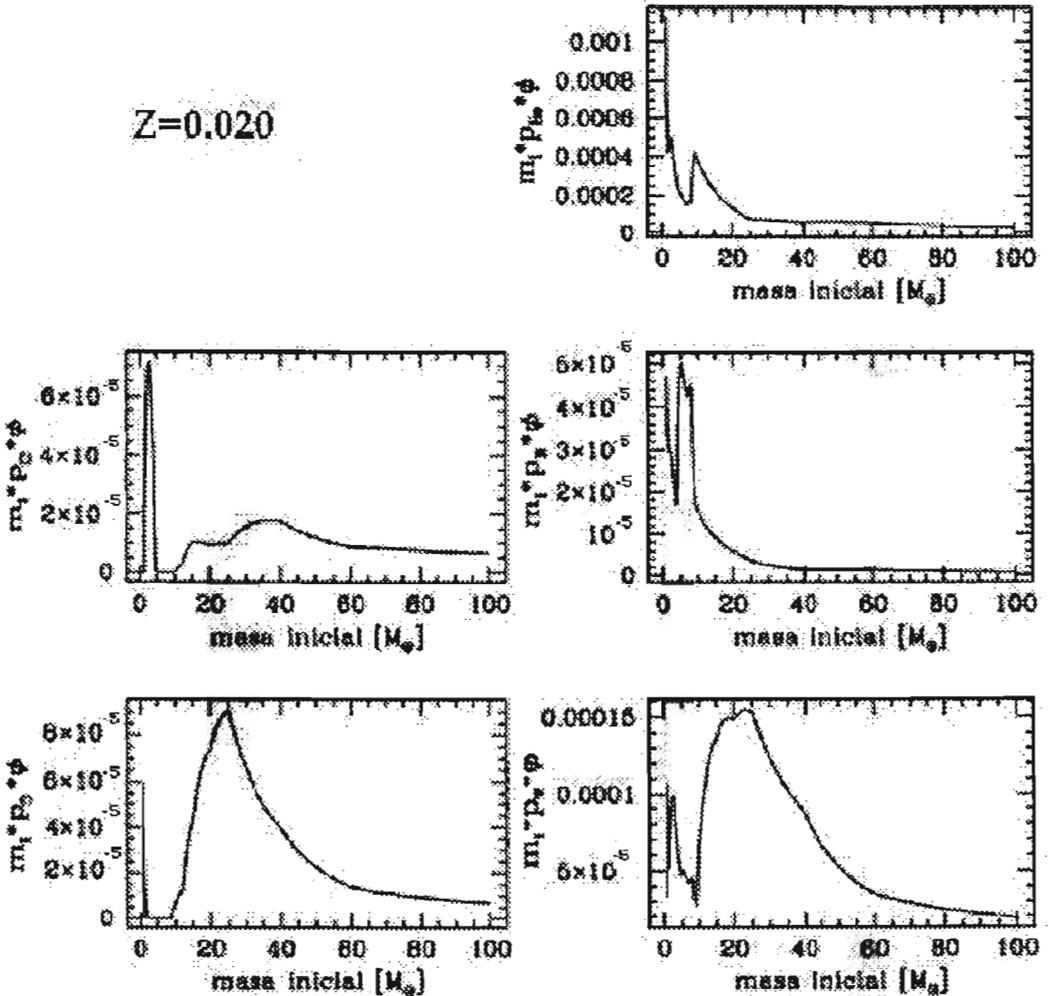


Figura 3.3: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1 M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de masa baja e intermedia de van den Hoek (1997) y rendimientos para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0.020$ obtenidos por Meynet & Maeder (2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico.

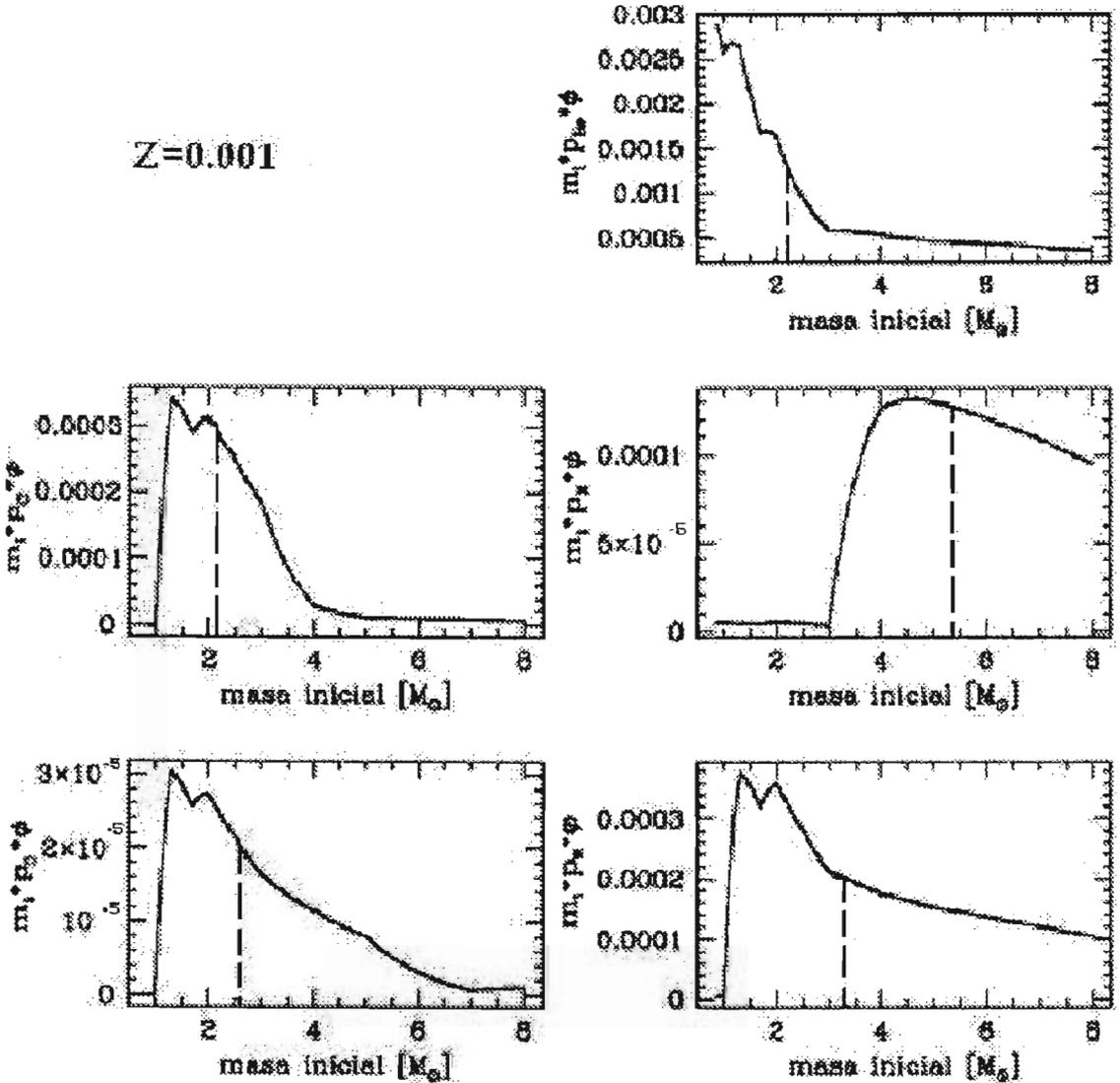


Figura 3.4: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_\odot$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de baja masa e intermedia con metalicidad inicial $Z = 0.001$ obtenidos por van den Hoek & Groenewegen (1997). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. Con líneas punteadas se muestra la M_{repr} de cada elemento.

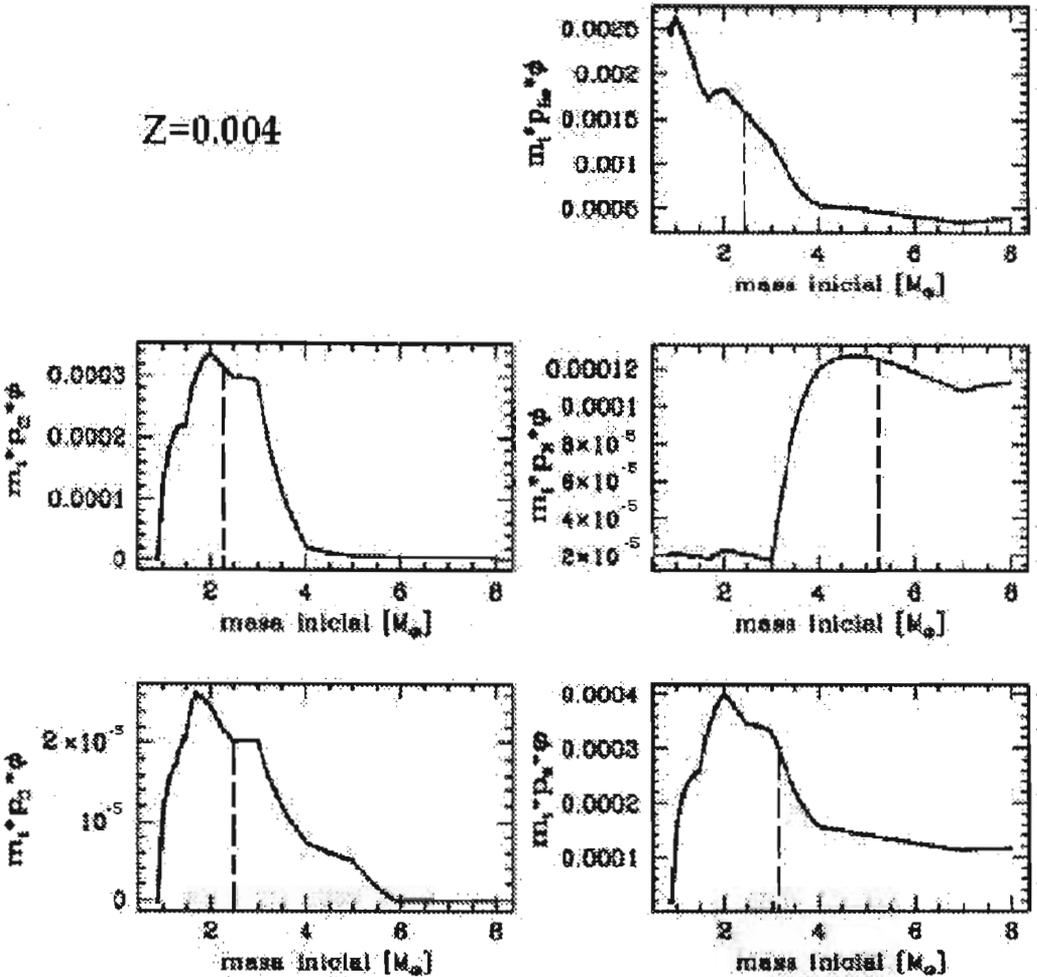


Figura 3.5: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_{\odot}$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de baja masa e intermedia con metalicidad inicial $Z = 0.004$ obtenidos por van den Hoek & Groenewegen (1997). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. Con líneas punteadas se muestra la M_{repr} de cada elemento.

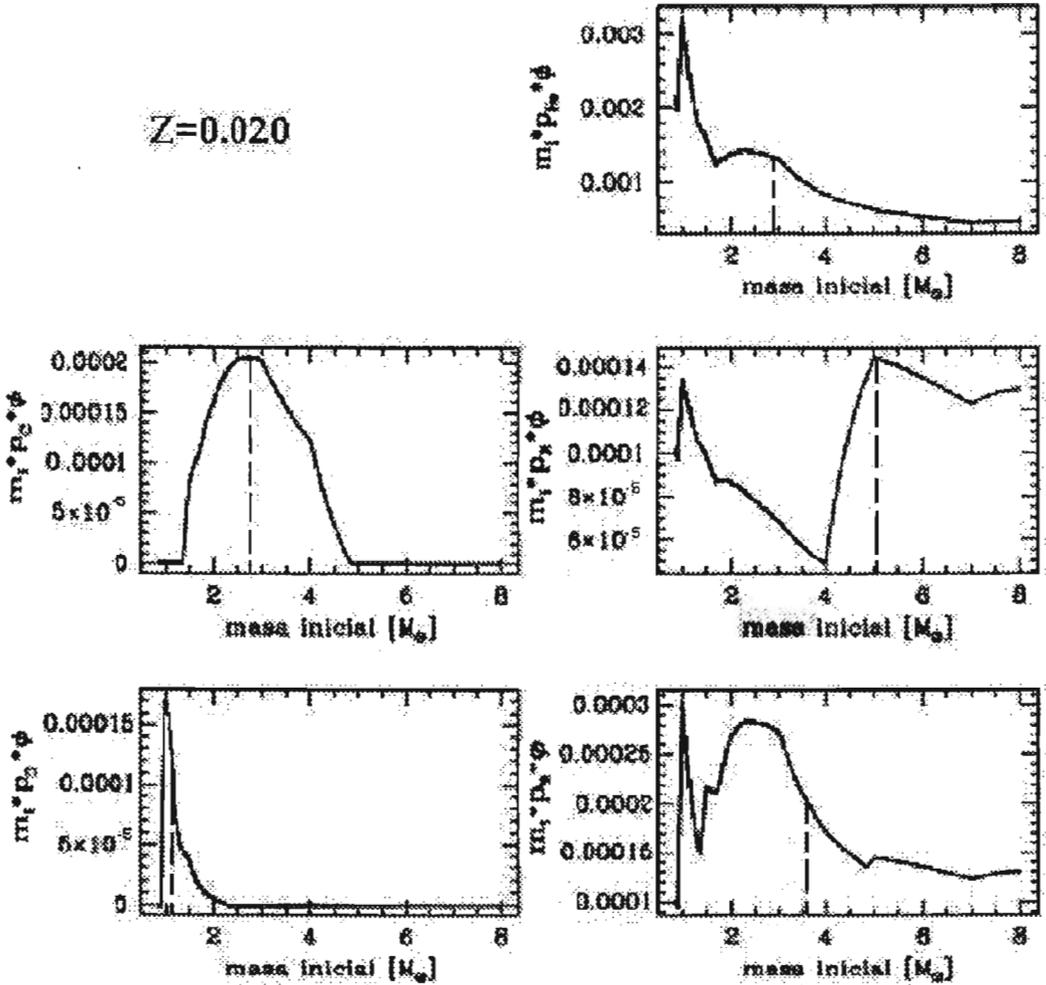


Figura 3.6: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_\odot$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas de baja masa e intermedia con metalicidad inicial $Z = 0.020$ obtenidos por van den Hoek & Groenewegen (1997). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico. Con líneas punteadas se muestra la M_{repr} de cada elemento.

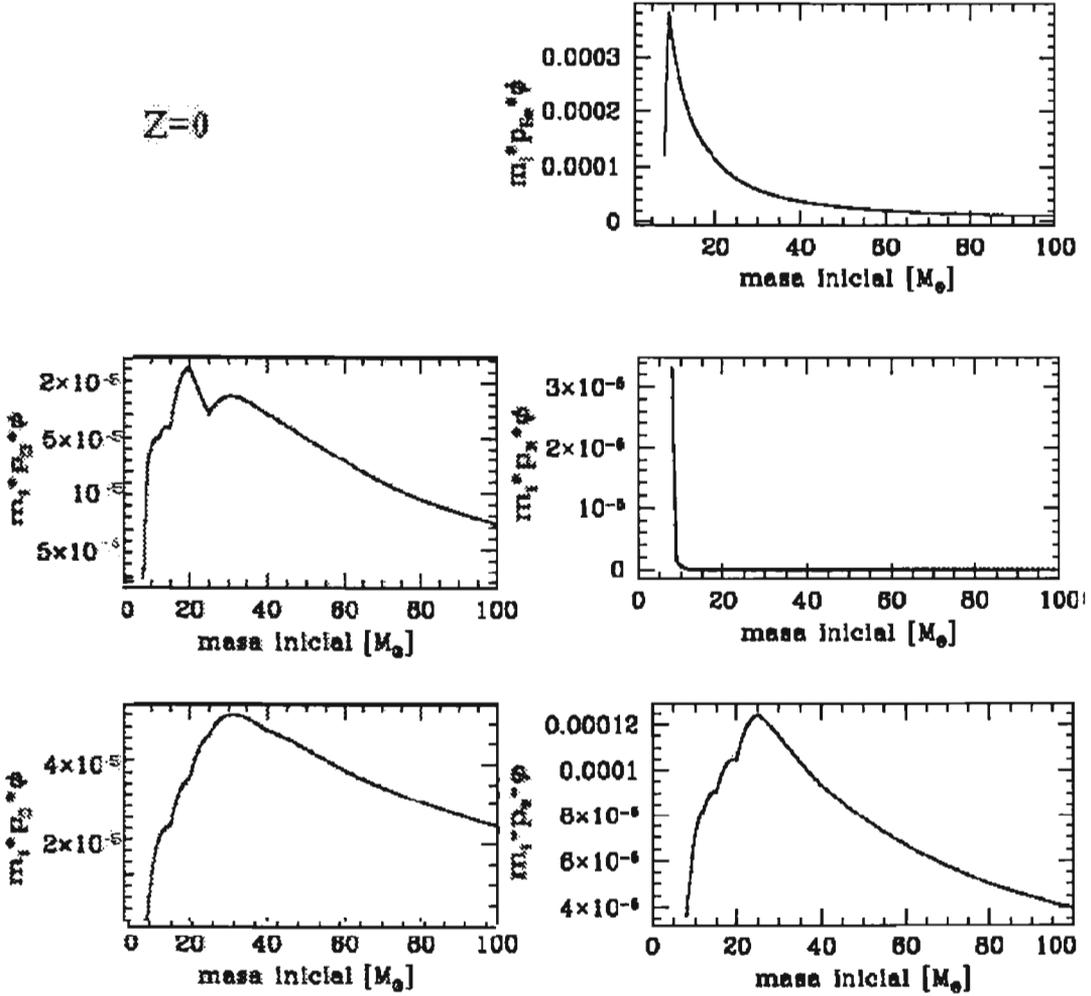


Figura 3.7: Masa procesada y eyectada en forma de helio, carbono, nitrógeno, oxígeno y Z por una población estelar cuya masa inicial ha sido normalizada a $1M_\odot$ en función de la masa de cada estrella. Rendimientos p_i para estrellas masivas con metalicidad inicial $Z = 0$ obtenidos por Chieffi & Limongi(2002). En cada ventana se muestra dicha cantidad desglosada por elemento químico.

	$Z = 0$
$P_{M_{He}}(M_{\odot})$	1.42×10^{-2}
$P_{M_C}(M_{\odot})$	3.65×10^{-3}
$P_{M_N}(M_{\odot})$	4.79×10^{-5}
$P_{M_O}(M_{\odot})$	9.79×10^{-3}
$P_{M_Z}(M_{\odot})$	2.00×10^{-2}
$R_M(M_{\odot})$	0.128

Tabla 3.1: Rendimientos químicos de estrellas masivas de He, C, N, O, Z para $Z = 0$

aquellos para las EMBI. En las figuras para las EMBI se muestra M_{repr} de cada elemento con un segmento de línea en las figuras.

Otra cantidad importante que interviene en la aproximación es R que es la masa que regresan las estrellas al MIE, la hemos dividido en dos partes R_{B_i} y R_{M_i} , de igual manera que los rendimientos. Los valores obtenidos se encuentran en las tablas.

En nuestra aproximación, los valores de la eficiencia de la tasa de formación ν , dependen del consumo de gas μ al tiempo galáctico (13 Ga) y de Z a través del R . Usando la ARI en modelo cerrado y $\Psi = \nu M_{gas}$, tenemos,

$$\mu = \frac{M_{gas}}{M_{tot}} = e^{-\nu(1-R)t} \quad , \quad (3.32)$$

$$\nu = \frac{-\ln(\mu)}{(1-R)t_g} \quad (3.33)$$

Donde $t_g = 13$ Ga y $R = R_M + R_B$.

Los valores utilizados para ν fueron $\nu = 0.218$ Ga $^{-1}$ para $\mu = 0.1$, $\nu = 0.066$ Ga $^{-1}$ para $\mu = 0.5$ y $\nu = 0.001$ Ga $^{-1}$ para $\mu = 0.9$.

<i>He</i>	$Z = 0.001$	$Z = 0.004$	$Z = 0.020$
$P_B(M_\odot)$	5.92×10^{-3}	6.50×10^{-3}	6.59×10^{-3}
$P_M(M_\odot)$	2.06×10^{-2}	1.86×10^{-2}	2.20×10^{-2}
$R_B(M_\odot)$	0.187	0.187	0.189
$R_M(M_\odot)$	0.124	0.125	0.127
$M_{repr}(M_\odot)$	2.170	2.399	2.769
$\tau(Ga)$	0.847	0.671	0.573

Tabla 3.2: Propiedades relacionadas con He de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.

<i>C</i>	$Z = 0.001$	$Z = 0.004$	$Z = 0.020$
$P_B(M_\odot)$	6.72×10^{-4}	7.17×10^{-4}	4.65×10^{-4}
$P_M(M_\odot)$	1.51×10^{-3}	1.55×10^{-3}	2.68×10^{-3}
$R_B(M_\odot)$	0.187	0.187	0.189
$R_M(M_\odot)$	0.124	0.125	0.127
$M_{repr}(M_\odot)$	2.176	2.333	2.853
$\tau(Ga)$	0.842	0.732	0.524

Tabla 3.3: Propiedades relacionadas con C de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.

<i>N</i>	$Z = 0.001$	$Z = 0.004$	$Z = 0.020$
$P_B(M_\odot)$	5.66×10^{-4}	6.01×10^{-4}	7.50×10^{-4}
$P_M(M_\odot)$	8.68×10^{-5}	2.02×10^{-4}	7.81×10^{-4}
$R_B(M_\odot)$	0.187	0.187	0.189
$R_M(M_\odot)$	0.124	0.125	0.127
$M_{repr}(M_\odot)$	5.474	5.381	5.073
$\tau(Ga)$	0.153	0.659	0.154

Tabla 3.4: Propiedades relacionadas con N de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.

O	$Z = 0.001$	$Z = 0.004$	$Z = 0.020$
$P_B(M_\odot)$	7.83×10^{-5}	6.34×10^{-5}	5.51×10^{-5}
$P_M(M_\odot)$	1.81×10^{-2}	1.95×10^{-2}	7.59×10^{-3}
$R_B(M_\odot)$	0.187	0.187	0.189
$R_M(M_\odot)$	0.124	0.125	0.127
$M_{repr}(M_\odot)$	2.595	2.459	1.142
$\tau(Ga)$	0.517	0.616	7.339

Tabla 3.5: Propiedades relacionadas con O de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.

Z	$Z = 0.001$	$Z = 0.004$	$Z = 0.020$
$P_B(M_\odot)$	1.34×10^{-3}	1.40×10^{-3}	1.27×10^{-3}
$P_M(M_\odot)$	2.48×10^{-2}	2.66×10^{-2}	1.73×10^{-2}
$R_B(M_\odot)$	0.187	0.187	0.189
$R_M(M_\odot)$	0.124	0.125	0.127
$M_{repr}(M_\odot)$	2.176	3.147	3.461
$\tau(Ga)$	0.273	0.323	0.324

Tabla 3.6: Propiedades relacionadas con Z de la población estelar a diferentes metalicidades iniciales.

Capítulo 4

Resultados y Discusión

En este capítulo se muestran los resultados obtenidos con nuestra aproximación del retraso por parte de las EMBI. En los casos de C/O y N/O vs. O/H se comparan nuestros resultados con los obtenidos al aplicar la aproximación de reciclaje instantáneo en sus casos límite, es decir, cuando todas las estrellas (de masa baja, intermedia y masivas) contribuyen al enriquecimiento químico y cuando sólo se toma en cuenta la contribución de las estrellas masivas.

No se mostrarán los resultados de nuestra aproximación para $Z = 0$, ya que la Pob III está formada únicamente por estrellas masivas.

4.1 Evolución de la masa de gas

En esta sección se describe la variación temporal de la masa de gas, M_{gas} , a partir de la cuál se forman las galaxias. Partiendo desde 0 Ga que es el tiempo al cuál se forman las galaxias, hasta 13 Ga que es aproximadamente la edad de las galaxias. Como valores iniciales de la masa de gas, $M_{gas}(0)$, escogimos $10^8 M_{\odot}$, $10^{10} M_{\odot}$ y $10^{12} M_{\odot}$, los cuales corresponden a valores típicos para galaxias enanas, normales y gigantes, respectivamente. Tomamos en cuenta el parámetro, μ , definido en el Capítulo 2 como la fracción de masa gaseosa, dándole tres valores diferentes, $\mu = 0.1, 0.5$ y 0.9 . Si $\mu = 0.1$ se consume el 90% de la masa total para formar estrellas, si $\mu = 0.5$ se consume el 50% y si $\mu = 0.9$ se consume el 10% de la masa total solamente.

En la Figura (4.1), se muestra como cambia con el tiempo la tasa de formación estelar dependiendo del valor de consumo de gas μ cuando el valor inicial de la masa de gas es $10^8 M_\odot$.

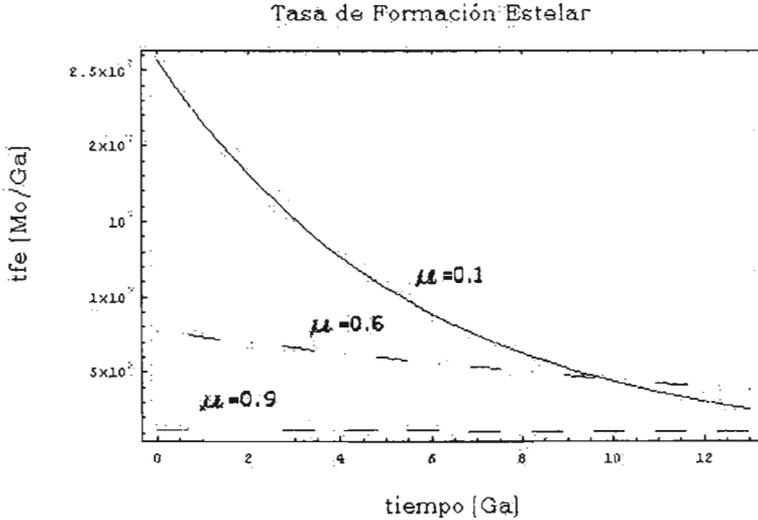


Figura 4.1: Evolución de la tasa de formación estelar según el parámetro μ para una galaxia de masa inicial $M_{gas}(0) = 10^8 M_\odot$.

En la Figura (4.2) se grafica M_{gas} vs *tiempo* para tres distintas metalicidades y para cada valor de μ cuando la masa inicial de gas es de $10^8 M_\odot$. El comportamiento es el mismo cuando los valores iniciales de la masa de gas son $10^{10} M_\odot$ y $10^{12} M_\odot$. Para obtener $M_{gas}(t)$ para estos valores de masa inicial solo deben escalarse los valores mostrados en la Figura(4.2) por $10^2 M_\odot$ y $10^4 M_\odot$ respectivamente.

De la Figuras (4.2)y (4.3) podemos ver que M_{gas} se consume más rápidamente si μ es menor debido a que mas estrellas se forman conforme el valor de μ decrece. Este comportamiento se conserva para las tres metalicidades. Es importante hacer notar que a pesar de que los rendimientos de la población estelar P_i dependen fuertemente de la metalicidad, el material que las estrellas regresan al medio interestelar R depende ligeramente de esta, por lo tanto, $M_{gas}(t)$ prácticamente no cambia con la metalicidad.

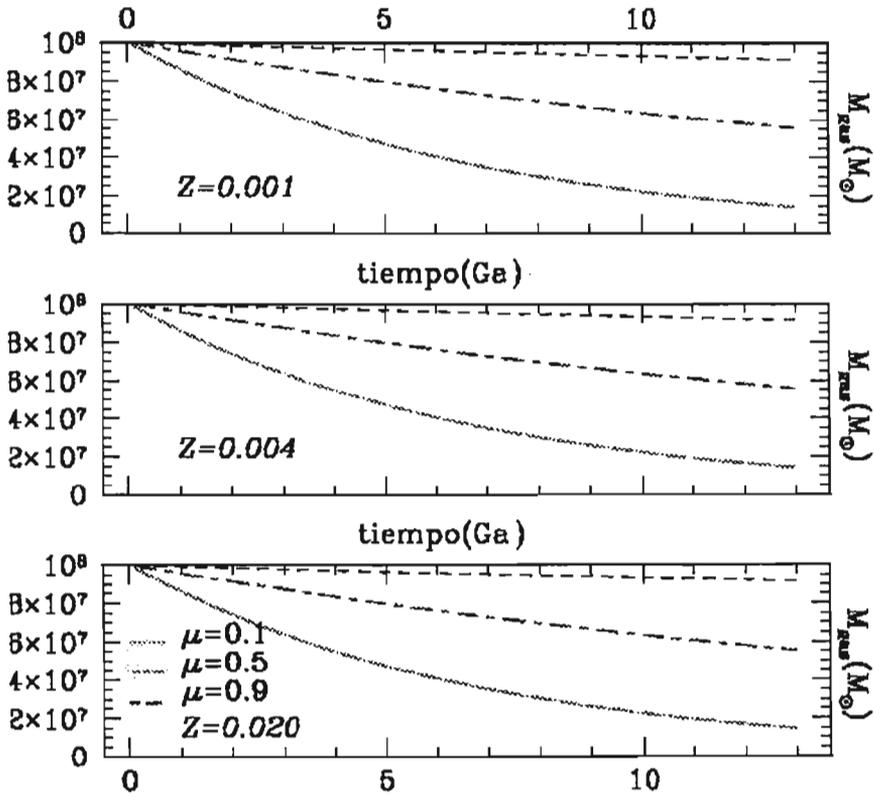


Figura 4.2: Evolución de la masa de gas para tres metalicidades de las poblaciones estelares. ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$) y tres consumos de gas μ . El modelo supone $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$. La línea punteada refiere al modelo para $\mu = 0.9$, la líneas con raya y punto refiere al modelo para $\mu = 0.5$, la línea continua refiere al modelo para $\mu = 0.1$.

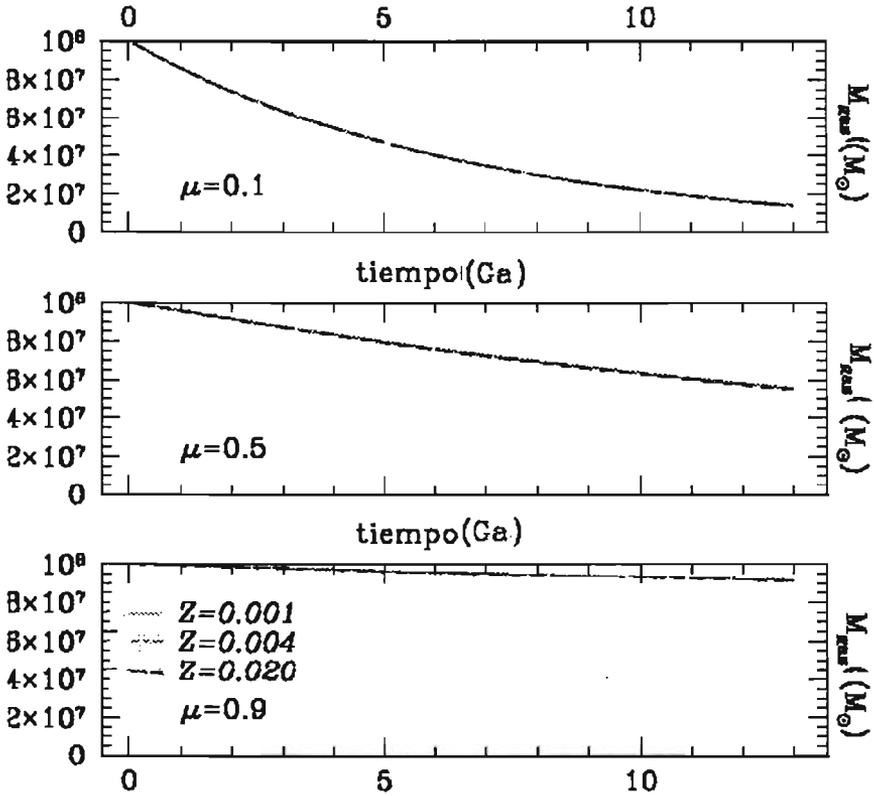


Figura 4.3: Evolución de la masa de gas para tres consumos de gas μ ($\mu = 0.1, \mu = 0.5, \mu = 0.9$) y tres metalicidades diferentes de las poblaciones estelares. El modelo supone $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$. Nótese que las curvas se sobreponen.

4.2 Evolución de O/H

En esta sección presentamos la variación temporal de la abundancia O/H. Los resultados se muestran en dos distintas situaciones, primero variando el parámetro μ para cada metalicidad (Figura 4.4), y en el segundo caso, se

varían las metalicidades para cada valor de μ (Figura 4.5). Se puede apreciar que el valor de las abundancias es mayor para el caso $\mu = 0.1$, lo cual es de esperarse debido que el 90% de la masa total se convierte en estrellas. En base a este razonamiento, para el caso $\mu = 0.5$ se obtiene un valor medio y para el caso $\mu = 0.9$ se obtiene el valor mínimo de abundancias. Los resultados que se presentan son para una masa de gas inicial $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$, no existe ninguna diferencia entre los valores obtenidos de abundancias X_i entre los que se calcularon para $M_{gas}(0) = 10^8 M_{\odot}$ y los calculados para $M_{gas}(0) = 10^{10} M_{\odot}$ y $M_{gas}(0) = 10^{12} M_{\odot}$ debido a que estas son independientes de la masa de gas inicial $M_{gas}(0)$.

De las Figuras 4.4 y 4.5, podemos ver que para todas las Z el comportamiento es el mismo, el oxígeno aumenta durante la evolución mientras el hidrógeno disminuye, lo que ocasiona que el cociente O/H aumente. Cuando $Z = 0.020$, O/H tiene un valor menor al obtenido con $Z = 0.001, 0.004$, ya que los rendimientos químicos de O a altas metalicidades son menores que aquéllos a bajas metalicidades. Esto se debe a que las estrellas masivas y metálicas tienen vientos más intensos, los cuales van despojando a la estrella de He y C dejándola con menos combustible para producir O. Para $\mu = 0.1$ y $Z = 0.020$ la curva se aplanan a partir de los 7.33 Ga, tiempo que corresponde al retraso τ para el oxígeno (ver Tabla 3.5).

El oxígeno es creado mayoritariamente por las EM, las EMBI producen una cantidad de O muy pequeña, la cual no hemos despreciado en nuestra aproximación. El aplanamiento de O/H para $t > 7$ Ga se debe a la combinación de tres factores: i) el gran retraso en la eyección del poco oxígeno por parte de las EMBI, ii) la tasa de formación estelar baja a este retraso (ver Figuras 4.1, 4.4) y iii) los valores bajos de los rendimientos químicos de oxígeno de las EM. En detalle, para $Z = 0$, a $t = 7.33$ Ga, las EMBI eyectarán cantidades mayores de He, C y N que de O, por lo tanto su contribución resultará en una disminución de oxígeno, lo cual, no puede ser balanceado por las estrellas masivas ya que a ese tiempo el número de estrellas que nacen e inmediatamente mueren es muy bajo, aunado a una baja eficiencia de producción de oxígeno por estas estrellas de alta metalicidad.

En el caso de $\mu = 0.5$ y $\mu = 0.9$ no se observa el aplanamiento ya que las tasas de formación no son tan pronunciadas como con $\mu = 0.1$ y por lo tanto, el número de EMBI que nacieron en $t = 0$ y mueren a 7.33 Ga es menor que

en el caso de $\mu = 0.1$, diluyendo menos el oxígeno.

4.3 Evolución de C/O *versus* O/H

En esta sección se muestran los resultados obtenidos para los cocientes de abundancias de C/O, los cuales presentamos en tres gráficos distintos. El primero refiere al caso $\mu = 0.1$, el segundo al caso $\mu = 0.5$ y el tercero al caso $\mu = 0.9$, y se presentan en las Figuras (4.6),(4.7) y (4.8) respectivamente. Estos tres casos se consideran de importancia debido a que nos dan un panorama general de cómo es que la cantidad de masa de gas que se convierte en estrellas juega un papel crucial en el comportamiento de las abundancias químicas y en la metalicidad de la nube de la cual se forman las estrellas en diferentes tipos de galaxias.

El comportamiento general es el siguiente:

Las estrellas masivas son las primeras en morir y por eso los valores de C/O del modelo de retraso son idénticos a los obtenidos con la ARI en estrellas masivas únicamente(ver líneas punteadas en Figuras [4.6],[4.7],[4.8]). El valor de O/H al primer tiempo dependerá de la tasa de formación estelar, mientras menor sea el valor de μ , mayor es el valor de O/H. Se comienza a ver el efecto del retraso en el enriquecimiento por parte de las estrellas de masa baja e intermedia (EMBI), quienes eyectan más carbono que oxígeno, cuando la curva cambia de pendiente y ocasionando que el cociente C/O aumente. Posteriormente, la curva se aplana coincidiendo con los valores obtenidos con ARI para estrellas masivas y de baja masa e intermedia (ver líneas espaciadas).

En el caso de $Z = 0.020$, $\mu = 0.1$, el comportamiento es diferente para $\log(O/H) > -3 \text{ dex}$ ¹, esta curva tiene un segundo salto, reflejo del aplanamiento de O/H para $t > 7.33 \text{ Ga}$ explicado en la Sección 4.2. En el caso de $\mu = 0.5$ y $Z = 0.020$ (ver Figura 4.7) se observa este efecto pero en menor grado.

4.3.1 Caso $\mu = 0.1$

Para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$, C/O incrementa por primera vez cuando $\log(O/H) = -3.55 \text{ dex}$ y $\log(O/H) = -3.62 \text{ dex}$, respectivamente, lo cual, ha-

¹dex: unidad que denota logaritmo

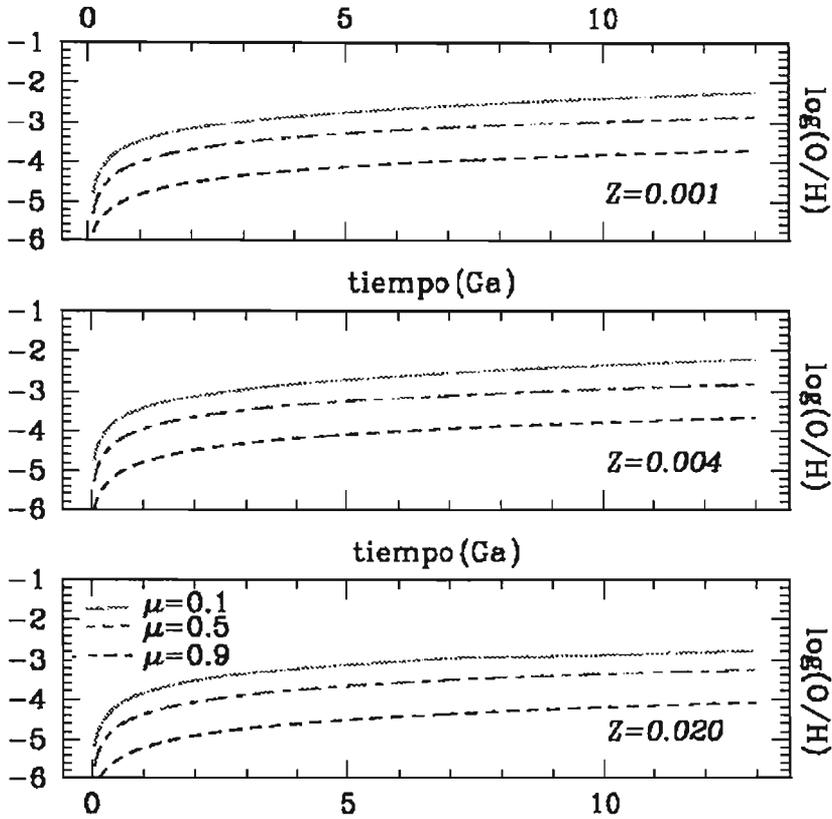


Figura 4.4: Evolución de O/H para tres metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$) y tres consumos de gas μ diferentes de las poblaciones estelares. La línea punteada refiere al modelo para $\mu = 0.9$, la líneas con raya y punto refiere al modelo para $\mu = 0.5$, la línea continua refiere al modelo para $\mu = 0.1$. El comportamiento es muy parecido en los tres casos.

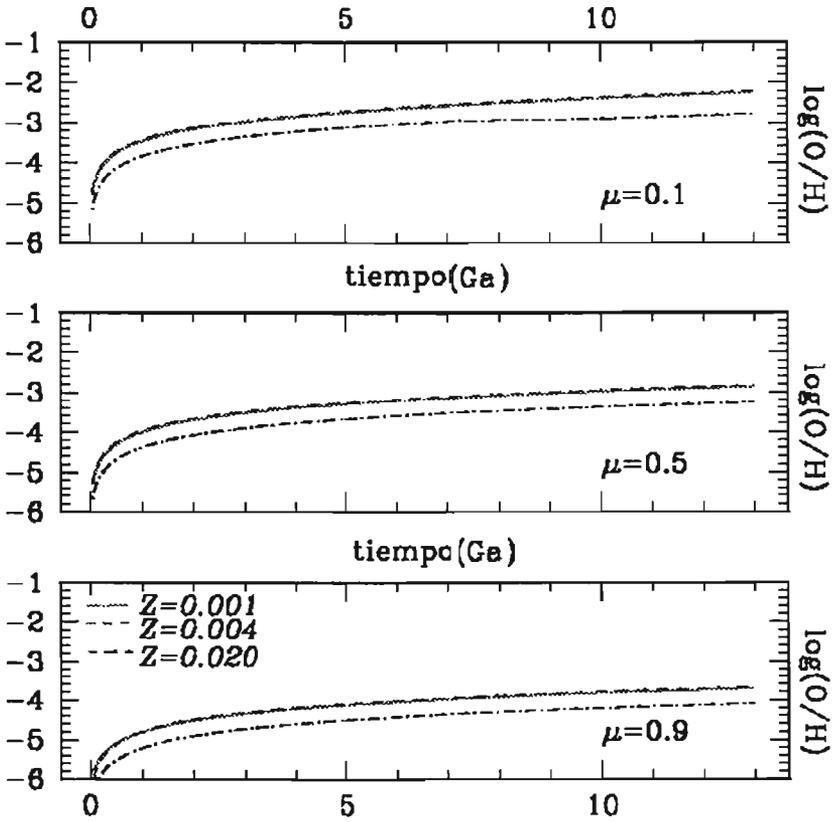


Figura 4.5: Evolución de O/H para tres consumos de gas μ ($\mu = 0.1$, $\mu = 0.5$, $\mu = 0.9$) y tres metalicidades diferentes de las poblaciones estelares. Las líneas que representan a los modelos para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$ se superponen.

ciendo referencia a la Figura 4.4, corresponde a los tiempos de 0.84 Ga y 0.73 Ga, que son los tiempos de retraso de eyección de carbono por las EMBI para estas metalicidades (ver Tabla (3.3)). Cuando $Z=0.001, 0.004$, el efecto del retraso correspondiente al oxígeno es imperceptible para ambas metalicidades debido a que los tiempos de retraso para este elemento son 0.517 Ga y 0.616 Ga respectivamente tiempos que son menores que el de la metalicidad $Z = 0.020$. Para estos tiempos la tasa de formación estelar aún es alta y por lo tanto hay muchas EM que enriquecen el gas, evitando la dilución de oxígeno por las EMBI, como en el caso $Z = 0.020$ (Ver Sección 4.2).

Cuando $Z = 0.020$, el primer incremento de C/O se da cuando $\log(O/H)=-4.15$ dex correspondiente al tiempo de retraso $\tau_{Z=0.020}$ del carbono. La curva continua creciendo debido a que el incremento de C es mayor que el incremento de O ya que las EMBI producen más carbono que oxígeno. Luego se produce el segundo incremento el cual se origina por la dilución de oxígeno por parte de las EMBI al eyectar otros elementos químicos en mayor cantidad ocasionado que el O/H sea prácticamente constante en los últimos tiempos(Ver Sección 4.2).

Los valores máximos de $\log(C/O)$ alcanzados son -0.81 dex, -0.80 dex y -0.13 dex para las metalicidades $Z = 0.001, Z = 0.004$ y $Z = 0.020$, respectivamente. Los primeros dos valores son muy parecidos debido a que los rendimientos estelares de oxígeno y carbono para las EMBI y EM no se diferencian notablemente para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$. El valor de C/O es mayor para $Z = 0.020$ que para las otras Z ya que para estrellas masivas, el rendimiento de O es menor y el rendimiento de C es mayor, esto se explica considerando que los vientos estelares tienen un efecto mayor en estrellas que tienen más masa y son más metálicas, de manera que la EM eyecta gran cantidad de C en la etapa de vientos dejando menor cantidad de C para convertirlo en O. Nótese el efecto de los rendimientos químicos de EM con la metalicidad en relación a los vientos estelares y la cantidad de C y O eyectados. Esto se puede observar en el hecho de que para el modelo $Z = 0.020$, los valores de O/H son menores que para las otras dos metalicidades a los mismos tiempos.

Un punto importante es que el rendimiento de C para las EMBI de $Z = 0.020$ es menor que aquellos para otras metalicidades. Esto hace que la diferencia en los modelos (Figuras [4.6]-[4.8]) con ARI para C/O con EM

(línea punteada) y con todas las estrellas (línea espaciada) sea menor para $Z = 0.020$.

4.3.2 Caso $\mu = 0.5$

En este caso, la tasa de formación estelar es más baja y más aplanada que para $\mu = 0.1$, lo que ocasiona que se formen menos estrellas al principio y más estrellas al final de la evolución que para el caso $\mu = 0.1$ (Figuras 4.1 y 4.4). Esto trae como consecuencia que los valores de O/H sean menores que en el caso $\mu = 0.1$ para los mismos tiempos.

Los valores de C/O obtenidos en este caso son casi los mismos que para $\mu = 0.1$, ya que $C/O \propto P_C/P_O$, es decir, C/O depende de los rendimientos y no de μ . El efecto de dilución del O se hace presente de nuevo en el caso de $Z = 0.020$, pero en menor grado que para $\mu = 0.1$ ya que el número de estrellas EMBI es menor y que el número de estrellas EM es mayor que para $\mu = 0.1$, por lo tanto, casi no se aprecia dilución de O.

4.3.3 Caso $\mu = 0.9$

La tasa de formación estelar es prácticamente plana, esto implica que se forman semejante número de estrellas a todo tiempo. Esto hace que no se presente un segundo incremento importante en C/O vs O/H. Esta tasa de formación estelar es la más baja, implicando que los valores de O/H sean los más bajos.

4.4 Evolución de N/O *versus* O/H

En la evolución estelar se desconocen algunos de los detalles de enriquecimiento de nitrógeno ya que es un elemento que tiene cuatro orígenes:

- es un elemento primario y secundario
- es producido por estrellas de alta masa y de baja masa

El comportamiento general es similar al de C/O, es decir, N/O aumenta con O/H, cuando las EMBI eyectan retrasadamente un material.

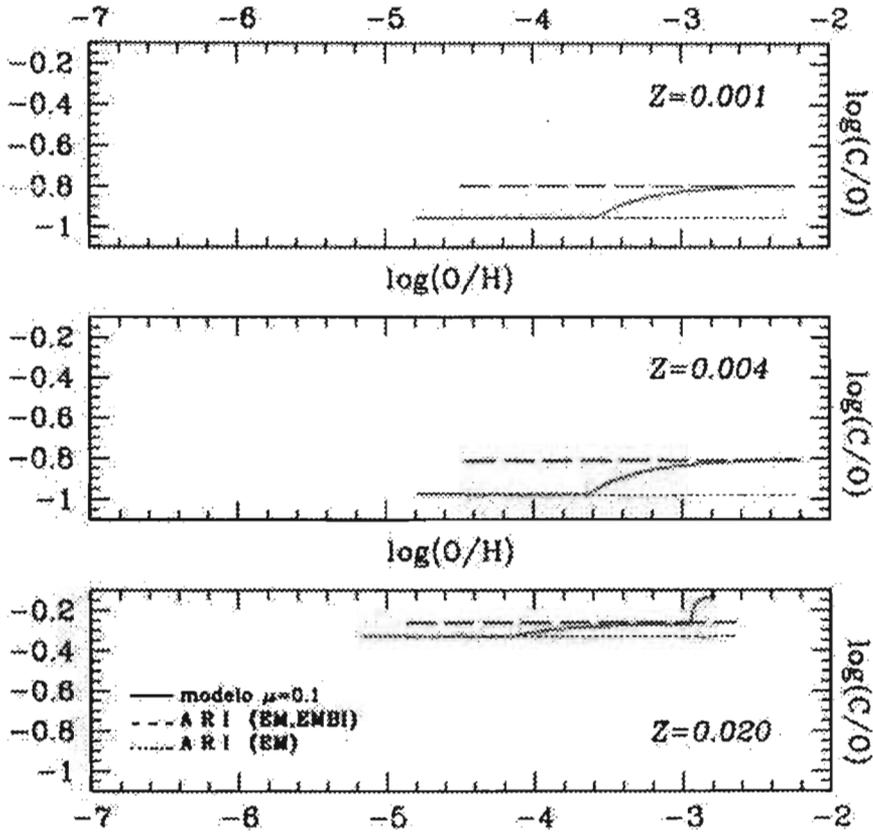


Figura 4.6: Evolución de C/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 90% ($\mu = 0.1$). Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas masivas y de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas.

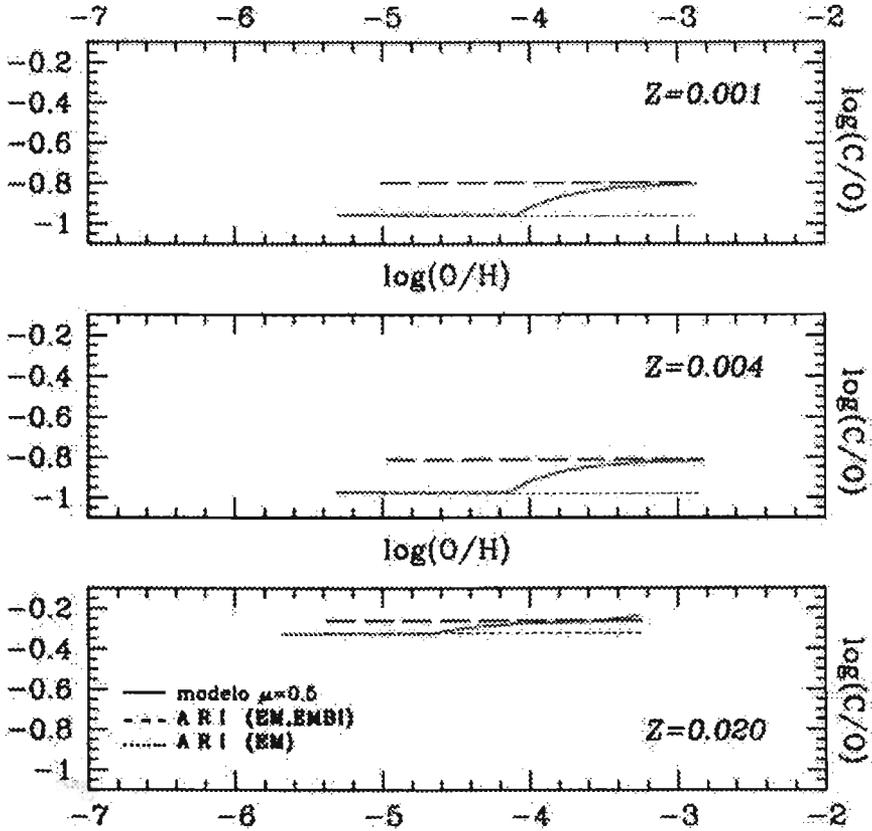


Figura 4.7: Evolución de C/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 50% ($\mu = 0.5$). Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001$, $Z = 0.004$, $Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas masivas y de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas.

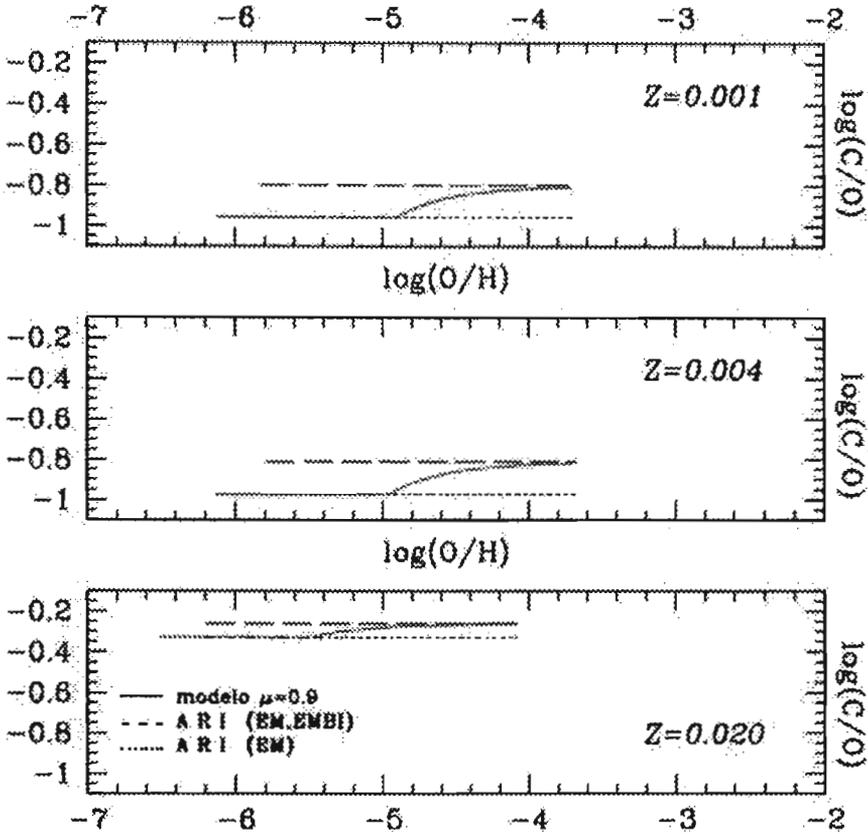


Figura 4.8: Evolución de C/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 10% ($\mu = 0.9$). Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001, Z = 0.004, Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas masivas y de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas.

En este caso, también se observa un segundo incremento de N/O para el caso $\mu = 0.1$ y $Z = 0.020$, ya que esto es debido a O y no a N (ver Figuras [4.9]-[4.11]).

4.4.1 Caso $\mu = 0.1$

Al principio de la evolución, solamente las estrellas masivas son las que están eyectando material al medio interestelar. Debido a que los rendimientos de O para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$ son muy semejantes, al final del primer retraso $\log(O/H)$ toma el valor de -4.8 dex en ambos casos. Se presenta un incremento en la curva de N/O producto de la eyección de material por las primeras estrellas EMBI que mueren y enriquecen en nitrógeno al medio, cuando O/H alcanza los valores de -4.3 dex y -3.7 dex correspondiente a $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$, al ser más nitrógeno que oxígeno lo producido por estas estrellas. El comportamiento de la aproximación para $Z = 0.020$ será diferente del encontrado, para los otros Z ya que se tiene un segundo incremento en $\log(O/H) = -2.9$ dex, debido al efecto de la dilución de oxígeno por las EMBI como fue discutido en la Sección 4.2 (ver Figura 4.9).

4.4.2 Caso $\mu = 0.5$

Para las metalicidades $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$, el enriquecimiento empieza a partir de $\log(O/H) = -5.3$ dex en ambos casos. El primer incremento en la curva para estas dos metalicidades comienza en $\log(O/H) = -4.8$ y -4.2 dex respectivamente, que corresponden a 0.6 Ga y 0.15 Ga, los cuales son los tiempos de retraso de N por parte de la EMBI (Ver Tabla 3.4).

Para el caso con metalicidad $Z = 0.020$, el enriquecimiento comienza a partir de -5.7 dex por parte de las estrellas masivas solamente. Es a los 5.2 dex cuando las estrellas de masa baja e intermedia comienzan a eyectar el material al medio interestelar (ver Figura 4.10).

4.4.3 Caso $\mu = 0.9$

Para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$, las estrellas de masa baja e intermedia empiezan a eyectar material a partir de -5.65 dex y -5.00 dex respectivamente.

En el caso de metalicidad $Z = 0.020$, las estrellas comienzan a enriquecer al medio interestelar a partir de $\log(O/H) = -6.5$ dex, el primer incremento se produce en -6.0 dex y las EMBI terminan de enriquecer cuando $\log(O/H) = -3.9$ dex (ver Figura 4.11).

4.5 Evolución del Helio con los metales

De la Figura 4.12 y la Tabla 4.1, se puede apreciar que la abundancia de helio Y es lineal con Z . La metalicidad Z aumenta con el tiempo, si se hiciera una combinación de $Y(Z_{gas})$ en forma creciente para las tres diferentes metalicidades, resultaría que la pendiente de $Y(Z_{gas})$ aumentaría con Z .

Las combinaciones se realizarán haciendo continuos los resultados al tomar en cuenta la evolución de la metalicidad del gas, Z_{gas} , y su relación con la metalicidad de las poblacion estelares, Z_{Pop} , que están contaminando dicho gas.

Formalmente, sea $F_j(t)$ la $M_{gas}(t)$ o cualquier abundancia $X_i(t)$ obtenida suponiendo poblaciones estelares de metalicidad Z_{jPop} . Específicamente, sea Z_{jgas} el contenido de metales en el gas los cuales fueron eyectados por poblaciones estelares de metalicidad Z_{jPop} . Cuando $Z_{jgas}(t) = Z_{j+1Pop}$ supondremos que el gas comenzará a ser enriquecido por estrellas de metalicidad Z_{j+1Pop} y dejará de ser contaminado por estrellas con Z_{jPop} . En este punto hemos supuesto que las poblaciones estelares con valores de Z_{Pop} entre Z_{jPop} y Z_{j+1Pop} se comportan como aquéllas de Z_{jPop} .

Sea t_{Z_j} el tiempo para el cual se cumple $Z_{jgas}(t) = Z_{j+1Pop}$. Para estos tiempos se hará continua $F_j(t)$ por medio de las condiciones iniciales, de tal manera que $F_j(t_{Z_j}) = F_{j+1}(t_{Z_j})$.

Con esta "combinación" obtendremos resultados más realistas, ya que tomaremos en cuenta la evolución de la poblaciones estelares según su metalicidad, al suponer una evolución escalonada de Z_{Pop} . Esta suposición es una aproximación intermedia entre no evolución de las poblaciones estelares (como los casos presentados en esta tesis) y una evolución continua (como la obtenida por modelos numéricos). Otra ventaja de esta "combinación" es que podemos utilizar diferentes eficiencias de la tasa de formación estelar en el tiempo, representando mejor la formación de distintas componentes de una galaxia. En el caso de la Vecindad Solar, estudiada en esta tesis, podremos

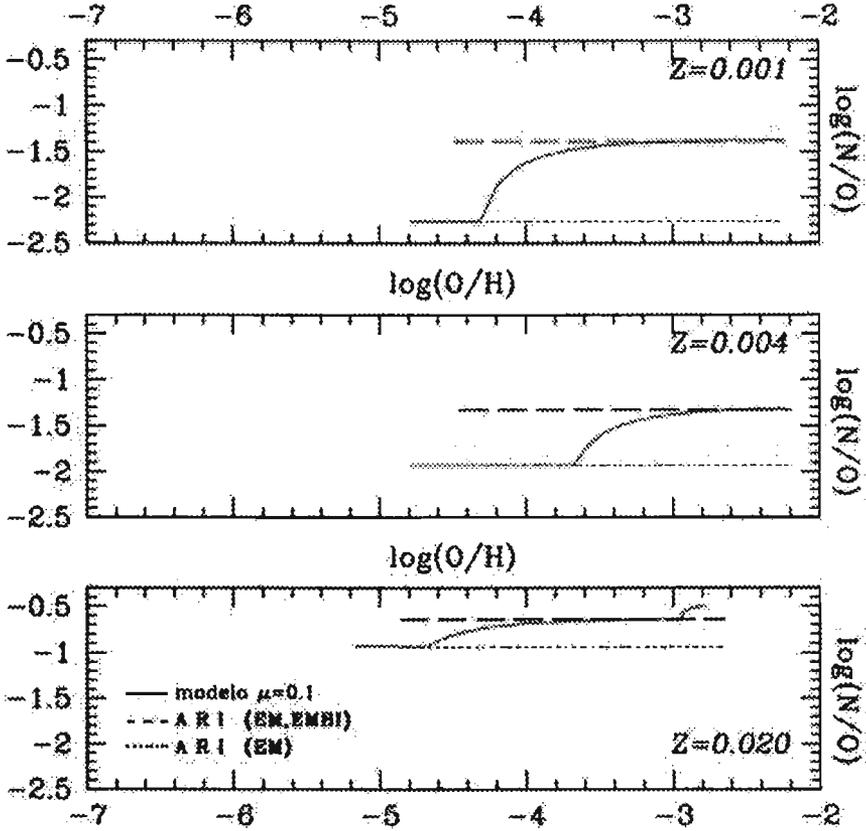


Figura 4.9: Evolución de N/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 90% $\mu = 0.1$. Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001, Z = 0.004, Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas

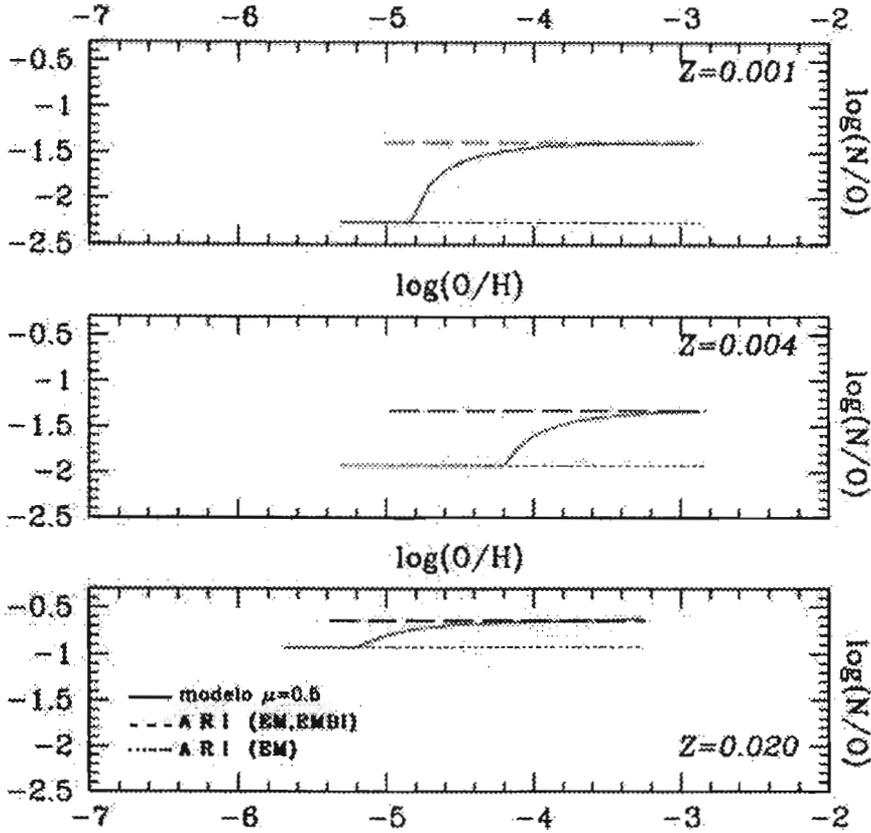


Figura 4.10: Evolución de N/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 50% $\mu = 0.5$. Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001, Z = 0.004, Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas

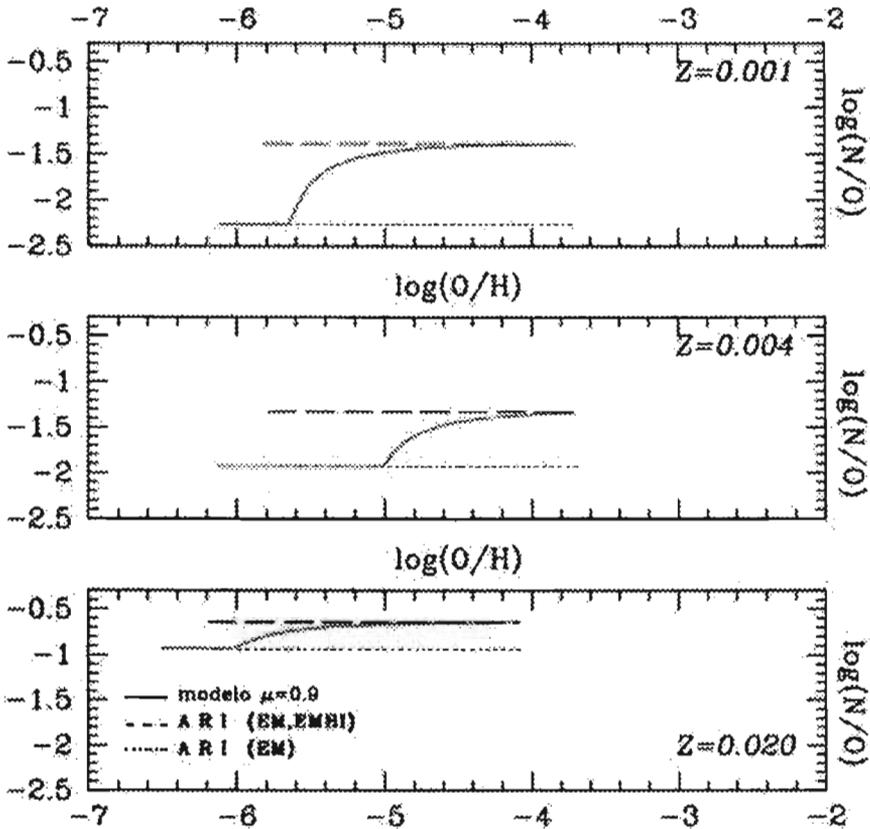


Figura 4.11: Evolución de N/O vs O/H obtenida de un modelo con un consumo de gas del 10% $\mu = 0.9$. Las poblaciones estelares consideradas son de tres distintas metalicidades ($Z = 0.001, Z = 0.004, Z = 0.020$). La línea sólida muestra la aproximación con retraso, la línea espaciada corresponde a ARI aplicada a las estrellas de masa baja e intermedia EMBI y la línea punteada corresponde a la ARI aplicada solamente a las estrellas masivas

mejorar las historias químicas del halo y del disco, al suponer una tasa de formación estelar más eficiente para el halo que para el disco.

El efecto de retraso no se observa en la Figura (4.12) pero sí en la Tabla (4.1) al ver el ligero cambio de pendiente conforme la metalicidad va cambiando.

	$\mu = 0.1$	$\mu = 0.5$	$\mu = 0.9$
$Z = 0.001$	1.002	1.005	1.010
$Z = 0.004$	0.895	0.893	0.888
$Z = 0.020$	1.535	1.530	1.541

Tabla 4.1: Valores obtenidos para la pendiente Y/Z_{gas} para cada metalicidad inicial y coeficiente de eficiencia μ .

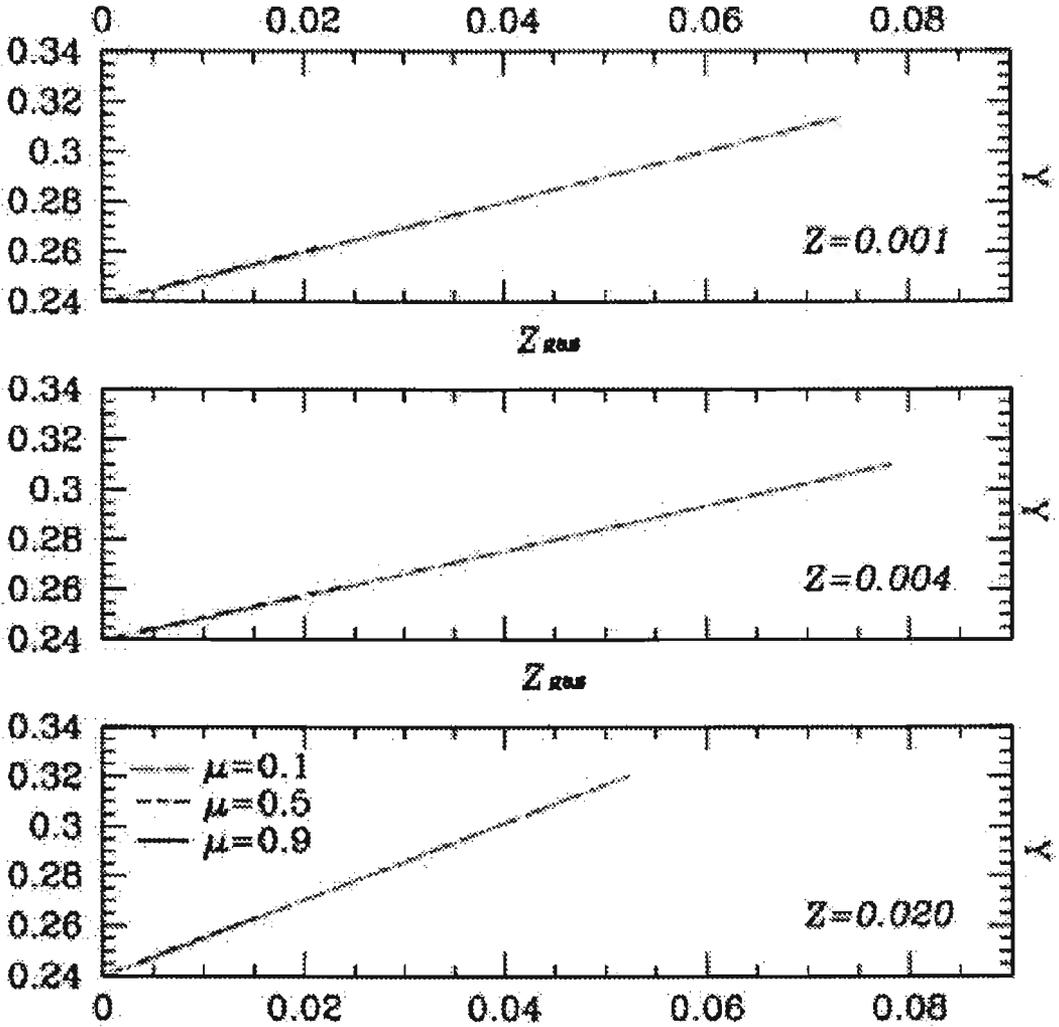


Figura 4.12: Evolución de la abundancia de helio Y en función de la abundancia de los metales Z_{gas} utilizando la aproximación del retraso, para tres consumos de gas y tres metalicidades distintas de la población estelar. Las líneas se superponen para los tres distintos valores de consumo de gas.

Capítulo 5

La Vecindad Solar

Definimos la Vecindad Solar como el volumen contenido en un cilindro centrado en el Sol de radio 1 kpc y de altura tal que alcance objetos del halo galáctico que tiene una altura estimada de 260 pc.

5.1 Restricciones Observacionales

Por ser la Vecindad Solar la zona en el Universo con mayor número de observables, es utilizada como laboratorio químico, para restringir los ingredientes de los modelos de evolución química. Por tal motivo, se estudiará la aplicabilidad y limitantes del modelo con retraso comparando nuestros resultados teóricos con los observacionales de la Vecindad Solar.

En este trabajo, se utilizarán abundancias químicas de diferentes objetos en la vecindad solar, estos son:

1. Regiones HII, como restricciones actuales (Esteban et al. 2005, García Rojas et al. 2005).
2. Estrellas de la secuencia principal del halo y del disco a diferentes tiempos (Akerman et al. 2004, Israelian et al. 2004) como restricciones pasadas.
3. Sol (Asplund, Grevesse & Sauval 2004) como restricción de hace 4.5 Ga.

Esteban et al.(2005), García Rojas et al. (2005) presentan abundancias químicas para regiones HII ubicadas a una distancia de entre 6 y 11 kpc del centro galáctico, adoptando una distancia al centro de la Galaxia medida desde el Sol de 8 kpc. Fueron usados los valores de las regiones HII NGC 3576 y la Nebulosa de Orión ya que se encuentran a $r = 7.46$ kpc y $r = 8.40$ kpc respectivamente.

Akerman et al. (2004) presentan valores para 34 estrellas enanas de tipo F y G del halo de la galaxia y los combinan con datos similares para 19 estrellas del disco. Basándose en estos datos los valores de C/O caen de $12+\log(O/H) \sim 6$ dex hasta ~ 7.7 dex y después aumenta de $12+\log(O/H) \sim 7.7$ dex hasta ~ 8.8 dex.

Israelian et al. (2004) presentan valores para 31 estrellas no evolucionadas pobres en metales del halo y 15 estrellas ricas en metales del disco. Basándose en estos datos se encuentra que los valores de N/O en la vecindad solar aumentan con O/H .

5.1.1 Evolución de C/O con O/H

El valor aproximado actual de μ para la Vecindad Solar es 0.2 (Matteucci 2003b). Los modelos construidos en esta tesis tienen valores para μ de 0.1, 0.5, 0.9. Se probaron los modelos para los casos $\mu = 0.1$ y $\mu = 0.5$ para poder ver cuál de ellos reproduce mejor la Vecindad Solar. Se encontró que $\mu = 0.5$ es quien mejor reproduce las observaciones de C/O vs O/H en su conjunto para la Vecindad Solar.

En la Figura (5.1) se muestran los resultados de los modelos para las distintas metalicidades junto con las observaciones. C/O en función de O/H muestra un comportamiento similar a uno cuadrático con segunda derivada positiva. Para bajas y altas metalicidades, o equivalentemente, para $12 + \log(O/H) < 6.5$ dex y para $12 + \log(O/H) > 8.2$ dex, los valores de $\log(C/O)$ son mayores que -0.7 dex. Siguiendo el comportamiento cuadrático, $\log(C/O)$ presenta su valor mínimo de -0.1 dex en $12 + \log(O/H) \sim 7.7$ dex.

Nuestros modelos reproducen bien las observaciones en el sentido de que para $Z = 0$ obtenemos un valor de -0.43 dex, los modelos con $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$ reproducen la disminución de C/O y el modelo para $Z = 0.020$ se

encuentra en la parte superior. Al sumarlos, se espera reproducir la región completa con una sola curva (ver Sección de Trabajo Futuro).

5.1.2 Evolución de N/O vs O/H

El modelo que mejor reproduce las abundancias de N/O vs O/H es el construido para $\mu = 0.5$. Descartando la estrella de baja metalicidad, en la Figura (5.2) podemos apreciar un aumento de N/O con la metalicidad. Nuestro modelo para $Z = 0.0$ no es capaz de reproducir los únicos valores que se conocen a muy bajas metalicidades, es necesario tener más observaciones de esta región para conocer bien el comportamiento de N/O a muy bajos valores de O/H y poder discriminar entre rendimientos de N para $Z = 0$ existentes en la literatura. Nuestros modelos para las metalicidades $Z = 0.001, 0.004, 0.020$ sí son capaces de reproducir las observaciones comportándose de manera que los tres modelos construidos para estas se encuentran en las regiones correspondientes, de igual forma que para C/O vs O/H, se espera que al sumar las curvas obtenidas para cada metalicidad obtengamos una sola curva que reproduzca las observaciones en el entorno solar.

5.1.3 Evolución del Helio vs Metales

El modelo que mejor reproduce las observaciones es $\mu = 0.5$. En la Figura (5.3) tenemos las cuatro líneas correspondientes a las cuatro metalicidades junto con las observaciones. Igual que en los casos anteriores, podemos notar que se comporta como es de esperarse, la metalicidad $Z = 0$ se encuentra en la parte inferior seguida de la metalicidad $Z = 0.001$ y así sucesivamente hasta llegar a $Z = 0.020$. El comportamiento no es lineal como fue discutido en el Capítulo 4, por lo que la evolución del helio con los metales depende de la metalicidad.

Nuestro modelo para $Z = 0$ reproduce las observaciones encontradas en la literatura a bajas metalicidades, así como $Z = 0.004$, pero no reproduce $Z = 0.001$ ni $Z = 0.020$.

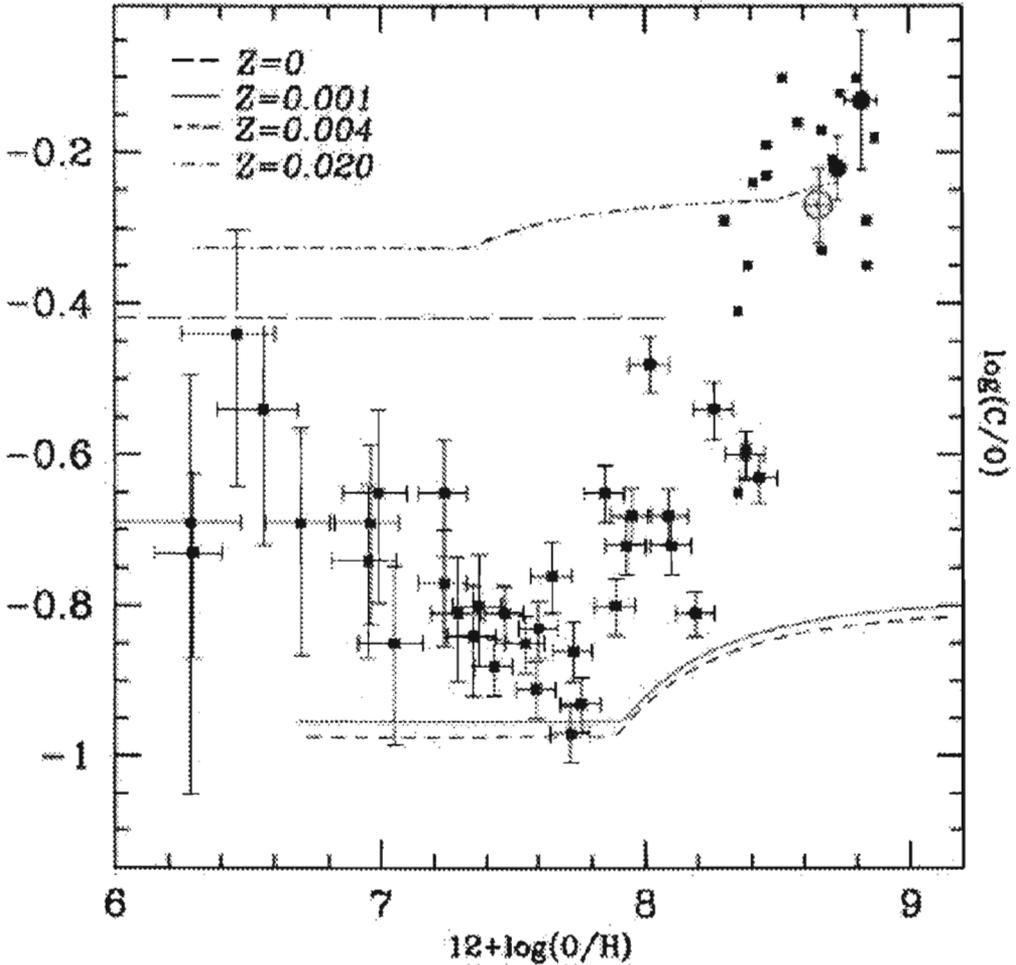


Figura 5.1: Evolución de C/O vs O/H en el medio interestelar para la vecindad solar con $\mu = 0.5$, considerando, para las estrellas masivas, los rendimientos estelares de Chieffi & Limongi (2002) $Z = 0$ y Meynet & Maeder (2002) para $Z=0.001, 0.004, 0.020$; y para las estrellas de masa baja e intermedia los rendimientos estelares de van den Hoek & Groenewegen (1997). Observaciones: *Círculos*: Regiones HII de Esteban et. al.(2005), *Cuadros*: Estrellas enanas de Akerman et al.(2004), \odot : Valores solares de Asplund et al.(2005).

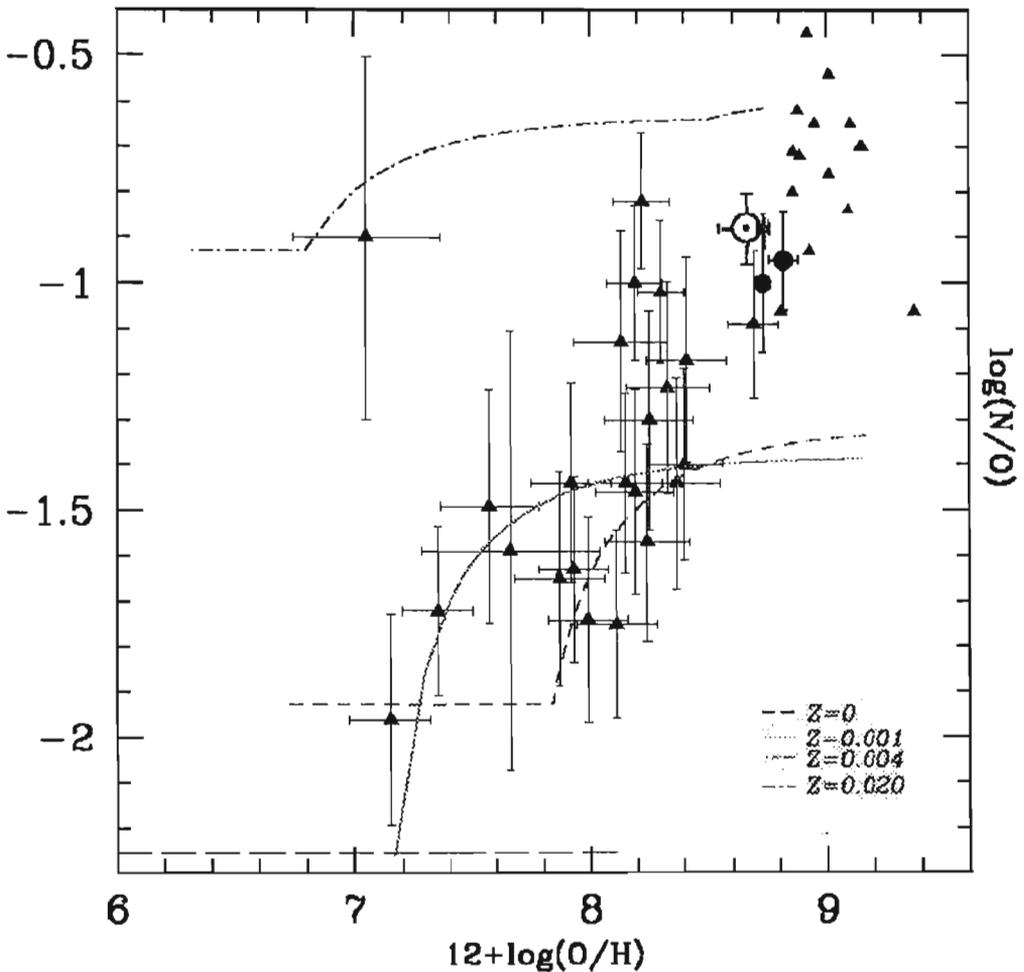


Figura 5.2: Evolución de N/O vs O/H en el medio interestelar para la vecindad solar con $\mu = 0.5$ considerando, para las estrellas masivas, los rendimientos estelares de Chieffi & Limongi (2002) $Z=0$ y Meynet & Maeder (2002) para $Z=0.001, 0.004, 0.020$; y para estrellas de masa baja e intermedia, los rendimientos de van den Hoek & Groenewegen (1997). Observaciones: *Círculos*: Valores regiones HII de Esteban et al. (2005), *Triángulos*: Estrellas no evolucionadas de Israelian et al. (2004), \odot : Valores solares de Asplund et al. (2005).

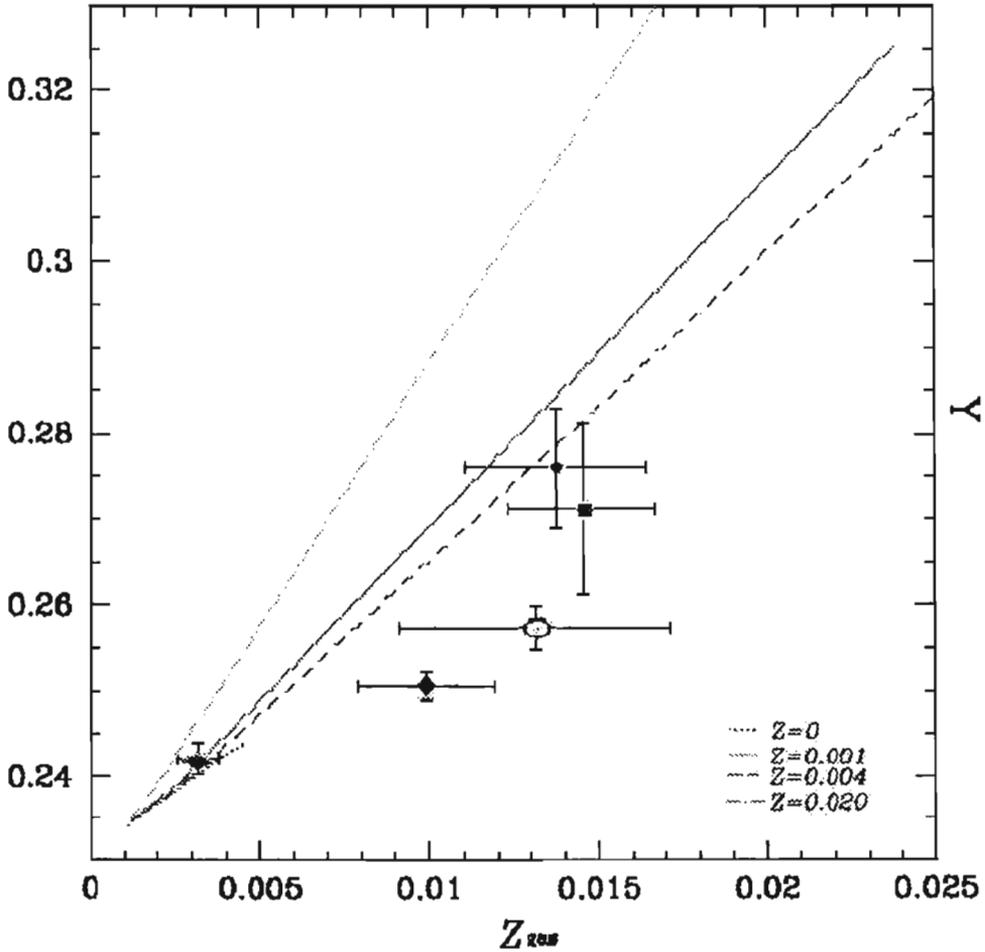


Figura 5.3: Evolución de Y con Z_{gas} en el medio interestelar para la vecindad solar con $\mu = 0.5$ considerando para estrellas masivas los rendimientos estelares de Chieffi & Limongi (2002) $Z = 0$, Meynet & Maeder (2002) para $Z=0.001, 0.004, 0.020$. Para estrellas de masa baja e intermedia, los rendimientos de van den Hoek & Groenewegen (1997). *Círculo*: Orión, *Cuadrado*: M17, \odot : Sol, *Rombo*: NGC 346, *Elipse*: 30 Doradus de Peimbert & Luridiana(2002), \odot : Asplund, et. al.(2005).

Conclusiones

En este trabajo se encontró una solución analítica para las ecuaciones de la evolución química tomando en cuenta el *retraso* en la contribución de las estrellas de baja masa e intermedia, en un *solo conjunto*, al enriquecimiento químico galáctico.

1. La masa de gas M_{gas} decae exponencialmente con el tiempo. Su comportamiento es independiente de la metalicidad Z , pero es altamente dependiente de la eficiencia de la tasa de formación estelar μ . El efecto del retraso por parte de las estrellas de masa baja e intermedia (EMBI) es despreciable.
2. Los valores de O/H aumentan con μ y dependen de la metalicidad Z . Para $Z = 0.020$, los valores de O/H son menores que para las metalicidades $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$ observándose el efecto de los vientos estelares en la nucleosíntesis estelar de las estrellas masivas. El retraso en la eyección de O por las estrellas de masa baja e intermedia produce un aplanamiento en O/H para $t > 7.33$ Ga solamente en el modelo para $\mu = 0.1$ y $Z = 0.020$.
3. El retraso de las estrellas de masa baja e intermedia en el enriquecimiento de C y N produce un aumento de C/O y N/O con O/H, comportamiento mas acorde a los resultados obtenidos con modelos numéricos y con las observaciones. Con la aproximación de reciclaje instantáneo, los valores de C/O y N/O son constantes con O/H, en desacuerdo con resultados de modelos que toman en cuenta los tiempos de vida de todas las estrellas.
4. Los valores de C/O y N/O son independientes de μ y dependen de Z , a través de los rendimientos químicos. Para $\mu = 0.1$ y $Z = 0.020$, los

valores finales de C/O y N/O son artificialmente mayores que los producidos por la aproximación de reciclaje instantáneo aplicado a todas las estrellas, esto se debe a la dilución de O y no al aumento de C y N por las estrellas de masa baja e intermedia.

5. El aumento de C/O se observa a valores de O/H mayores que el aumento de N/O debido a que el tiempo de retraso de la eyección de C por las estrellas de masa baja e intermedia es mayor que en el caso del nitrógeno.
6. El helio (Y) aumenta linealmente con la metalicidad del gas (Z_{gas}) para las tres distintas metalicidades de la población Z . La pendiente de $Y(Z_{gas})$ varía con la metalicidad de la población y está determinada por los rendimientos químicos de la población estelar. En líneas generales, la pendiente aumenta con la metalicidad de la población, observándose el efecto de los vientos estelares. No se percibe el efecto del retraso por parte de las estrellas de masa baja e intermedia debido a que los rendimientos de Y de estas estrellas son aproximadamente un orden de magnitud menores que los de las estrellas masivas.
7. Para la Vecindad Solar, el modelo con $\mu = 0.5$ reproduce la mayoría de las restricciones observacionales de C/O, N/O *vs* O/H.
 - Observacionalmente, C/O decrece con O/H para las estrellas del halo y luego, C/O aumenta con O/H para las estrellas del disco. Este comportamiento bimodal es reproducido por el conjunto de modelos ordenados a Z creciente. En el caso específico de $Z = 0$ y $Z = 0.020$ se ajustan los valores para las estrellas más pobres en metales y las estrellas del disco, respectivamente. El modelo para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$ reproduce muy bien el número de C/O observado en estrellas del halo galáctico.
 - Observacionalmente, N/O aumenta con O/H (descartando la estrella de menor metalicidad). La evolución de N/O con O/H, el modelo para $Z = 0$ produce valores de N/O menores que los determinados en las dos estrellas más pobres en metales. Para $Z = 0.020$, N/O es reproducido por el modelo, pero O/H es menor que el observado. Para $Z = 0.001$ y $Z = 0.004$, el ajuste es excelente.

8. Helio crece linealmente con la metalicidad del gas a metalicidad constante. La pendiente de $Y(Z_{gas})$ aumenta con la metalicidad de la población, por lo tanto, $Y(Z)$ tendrá un comportamiento cuadrático creciente al aumentar la metalicidad de la población, como lo indican los modelos de evolución química. Este comportamiento cuadrático es el indicado por las observaciones de regiones HII.

Este trabajo puede ser una herramienta muy útil para calcular abundancias químicas con una aproximación mucho más fina que reciclaje instantáneo. Solo se necesitan tres parámetros de input en el código escrito para obtener dichas abundancias, el primero es el valor de la masa de gas inicial, el segundo es el valor del parámetro ν y el tercero es el tiempo máximo donde se desea calcular el valor de las abundancias.

Trabajo Futuro

Este trabajo fue realizado basándose en el hecho de que las estrellas mueren en diferentes tiempos dependiendo de la masa inicial que tuvieron y que al morir, eyectan el material que convirtieron en elementos químicos con el que enriquecen al medio en distintos tiempos.

Como trabajo futuro se pretende:

- Sumar las soluciones obtenidas en esta tesis para diferentes metalicidades mientras Z_{gas} evoluciona.
- Incluir Fe en las abundancias. Un elemento muy importante en los modelos de evolución química es el Fe (ya que existen una cantidad de datos observados) el cuál se piensa incluir también dentro de nuestro siguiente trabajo. Este elemento es producido principalmente por las estrellas binarias interactuantes con masas menores que $8M_{\odot}$ lo cual añade un grado de dificultad a las ecuaciones de evolución química.
- Abrir el modelo al suponer acreción y vientos galácticos proporcionales a la tasa de formación estelar. Se esperan incluir los parámetros de acreción y vientos galácticos para brindar un análisis profundo acerca del efecto de la metalicidad, la eficiencia del gas y la función inicial de masa en las abundancias químicas.
- Calcular los p_i y P_i para otras funciones iniciales de masa.
- Considerar rendimientos químicos dependientes de la metalicidad.
- Dividir a la población estelar en tres grupos.

La idea de este trabajo fue construir un modelo analítico para explicar el enriquecimiento químico de una manera mas real, es decir, tomando en cuenta los tiempos de vida estelares de las estrellas de masa baja e intermedia. Para ello se agruparon las estrellas en dos conjuntos distintos: en estrellas de masa baja e intermedia y en estrellas masivas. Haciendo esta distinción se dividieron los rendimientos estelares y las masas de remanentes estelares para cada conjunto de estrellas, esto con el fin de detectar de una forma clara como contribuye cada parte. En nuestra aproximación la población estelar eyecta en dos tiempos: uno instantáneamente después de que la población es formada, correspondiente a la contribución de las EM, y el otro al retraso. El retraso en el tiempo juega un papel esencial en nuestras ecuaciones ya que las estrellas no mueren al mismo tiempo y por lo tanto no enriquecen al medio de igual manera. De hecho no sólo existe un retraso en el tiempo ya que las estrellas no eyectan el material al medio una sola vez, pero nuestras ecuaciones fueron planteadas tomando en cuenta un solo retraso.

Se dividirán las estrellas dependiendo de su masa en tres grupos: estrellas masivas, estrellas de baja masa, estrellas de masa intermedia. Esto llevará a considerar dos retrasos, el segundo, reflejaría el valor del tiempo que corresponde al segundo máximo encontrado en la gráfica de $m * p(i) * \phi$ vs m_i . Con esto se obtendría una aproximación más fina de la que se tiene ahora, la cuál no fue realizada en esta tesis debido a que la solución de las ecuaciones se complica demasiado.

Este trabajo se se está revisando para una futura publicación.

Bibliografía

- [1] Akerman, C. J.; Carigi, L.; Nissen, P. E.; Pettini, M.; Asplund, M. *The evolution of the C/O ratio in metal-poor halo stars*, *Astronomy and Astrophysics*, textbfv.414, p.931-942 (2004)
- [2] Asplund, M.; Grevesse, N.; Sauval, A. J.; Allende Prieto, C.; Kiselman, D. *Line formation in solar granulation. IV. [O I], O I and OH lines and the photospheric O abundance*, *Astronomy and Astrophysics*, v.417, p.751-768 (2004)
- [3] Chieffi, A y Limongi, M. *The Explosive Yields Produced by the First Generation of Core Collapse Supernovae and the Chemical Composition of Extremely Metal Poor Stars*, *Astrophysical Journal.*, 577, pp. 281 (2002).
- [4] Esteban, C., García-Rojas, J., Peimbert M., Peimbert A., Ruiz M.T., Rodríguez M., Carigi, L. *Carbon and Oxygen Galactic Gradients: Observational Values from H II Region Recombination Lines*, *Astrophysical Journal*, 618 v.2, pp. L95 (2005).
- [5] Israelian, G.; Ecuivillon, A.; Rebolo, R.; Garca-Lpez, R.; Bonifacio, P.; Molaro, P. *Galactic evolution of nitrogen*, v.421, pp.649 (2004)
- [6] Marigo, P. *Chemical yields from low and intermediate mass stars: Model Predictions and basic observational constraints*, *Astronomy and Astrophysics.*, 370, pp. 194-217 (2001).
- [7] Matteucci, F. *The Chemical Evolution of the Galaxy*, *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 253 (2003a).
- [8] Matteucci, F. *What determines galactic evolution?*, *Astophysical Journal.*, 284, pp. 539-548 (2003b).

- [9] Meynet, G.; Maeder, A. *Stellar evolution with rotation. VIII. Models at $Z = 10^{-5}$ and CNO yields for early galactic evolution.*, **264 no.1**, pp. 105-120 (2002).
- [10] Pagel, Bernard E.J. *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*, Cambridge University Press (1997).
- [11] Pagel B.E.J. *An Analytical Model for the Evolution of Primary elements in the Galaxy*, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, **18**, pp. 161 (1989).
- [12] Peimbert A. *The Chemical Composition of the 30 Doradus Nebula derived from Very Large Telescope Echelle Spectrophotometry*, *Astrophysical Journal*, **584**, pp. 735 (2003).
- [13] Portinari, L; Chiosi, C; Bressan, A. *Galactic chemical enrichment with new metallicity dependent stellar yields*, *Astronomy and Astrophysics* , **334**, pp. 505-539 (1998).
- [14] Salpeter, E., *The Luminosity Function and Stellar Evolution*, *Astrophysical Journal.*, **121**, pp. 161 (1955).
- [15] Serrano, A, y Peimbert, M. *Chemical Evolution of Galaxies - Part Three - the N/O Versus O/H Relationship*, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* , **V. 8:2**, pp. 117 (1983).
- [16] Schaller, G.; Schaerer, D.; Meynet, G.; Maeder, A. *New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.020$ and $Z = 0.001$* , *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **vol. 96**, no. 2, p. 269 (1992).
- [17] Schmidt, A. A., *The Rate of Star Formation*, *Astrophysical Journal*, **129**, pp. 243 (1959).
- [18] Sparke, L ; Gallagher, J. *Galaxies in the Universe, An Introduction*, Cambridge University Press, 2a ed. (2000).
- [19] Talbot, Raymond J., Jr.; Arnett, W. David, *The Evolution of Galaxies. I. Formulation and Mathematical Behavior of the One-Zone Model*, *Astrophysical Journal*, **vol. 170**, p.409 (1971).

- [20] Umeda, H y Nomoto, K. *Nucleosynthesis of Zinc and Iron peak elements in Population III Type II supernovae: Comparison with abundances of very metal poor halo stars*, *Astrophysical Journal* , **565**, pp. 385 (2002).
- [21] van den Hoek, L.B. y Groenewegen, M.A.T. *New theoretical yields of intermediate mass stars*, *Astronomy & Astrophysics* , **123**, pp. 305(1997).