

27
2 ej.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

“Gradiente de abundancia en el disco galáctico a partir de cúmulos”

TESIS

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

FÍSICO

PRESENTA

JORGE VILLA VARGAS

DIRECTOR DE TESIS

M. EN C. JOSÉ HERMENEGILDO PEÑA SAINT MARTIN



MÉXICO, D. F.

DICIEMBRE DE 1999

REGISTRO DE CIENCIAS
DIPLOMA DE TÍTULO

278631

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN



Universidad Nacional
Autónoma de México



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.

PAG INACION

DISCONTINUA.



UNIVERSIDAD NACIONAL
AUTÓNOMA DE
MÉXICO

MAT. MARGARITA ELVIRA CHÁVEZ CANO
Jefa de la División de Estudios Profesionales
P r e s e n t e

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo de Tesis:
" Gradiente de abundancia en el disco galáctico a partir de cúmulos"

realizado por Jorge Villa Vargas

Con número de cuenta 9150746-4 , pasante de la carrera de Física

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

A t e n t a m e n t e

Director de tesis
Propietario

M. en C. JOSE HERMENEGILDO PEÑA SAINT MARTIN

Propietario

DR. EDMUNDO MORENO DIAZ

Propietario

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA

Suplente

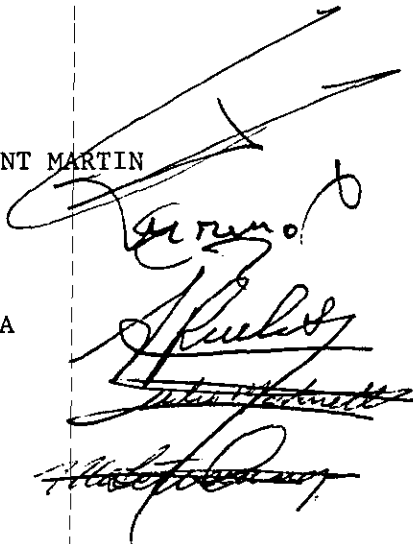
DR. JULIO JAVIER MARTINELL BENITO

Suplente

DRA. MARIA LETICIA CARIGI DELGADO


Consejo Departamental de Física

DRA. PATRICIA GOLDSTEIN MENACHE



Entendemos la posibilidad de determinar sus formas, sus distancias, sus tamaños y movimiento (de los cuerpos celestes), mientras que nunca, de ningún modo, seremos capaces de estudiar su composición química.

Augusto Comte,
Cours de Philosophie Positive (1835)

A mis padres, que con su ejemplo me han enseñado que la dicha es fruto del trabajo, que con su inagotable fe en mí me comprometieron en la lucha por lograr mis metas y que con su apoyo incondicional han sido mi equipo en la vida. A ellos dedico de manera especial este trabajo.

A mis hermanos, Manuel y Yesenia, que delante de mí van probando los terrenos de la vida, mostrándome a su paso donde el suelo es falso y donde es tierra firme.

Al sinnúmero de personas que me han compartido parte de sus vidas, acompañándome en la alegría de los triunfos y suavizando la aspereza de los momentos difíciles, en especial a Ileana, que ha estado cerca de mí en esta etapa de mi vida.

Agradecimientos,

A mi asesor, José H. Peña, gracias a quien tuce mis primeros grandes acercamientos a la Astronomía y que contribuyó a que tomara el camino en que me encuentro con firmeza y entusiasmo.

A la Dra. Rosario Peniche y mis sinodales, los doctores Leticia Cangí, Alejandro Ruelas, Edmundo Moreno y Julio Martinell, quienes siempre mostraron interés y disposición para ayudarme a enriquecer este trabajo.

A la doctora Gloria Koenigsberger por su apoyo brindado para que me fuera posible asistir a la mesa de trabajo "25 años de fotometría en México", realizada en Ensenada, Baja California.

A las autoridades y al personal del Instituto de Astronomía de la UNAM, en donde gran parte de este trabajo fué realizado haciendo uso de su equipo e instalaciones.

Índice

I. Introducción	1
II. Los cúmulos abiertos como elementos de la Galaxia	3
II.1. Estructura general de la Galaxia	3
II.2. Cúmulos de estrellas	5
II.3. Cúmulos abiertos	6
III. Antecedentes	9
III.1. Modelos teóricos	9
●III.1.1 Composición primigenia del Universo 9	
●III.1.2 Nucleosíntesis en el interior de las estrellas 10	
●III.1.3 Etapas finales en la vida de las estrellas 18	
●III.1.4 Gradiente químico en el disco galáctico 21	
III.2. Resultados observacionales y teóricos	23
IV. Fotometría uvbyβ	25
IV.1. Generalidades	25
IV.2. Definiciones	25
IV.3. Calibración del sistema uvby	30
V. Datos	
V.1. Recabación de datos	34
V.2. Tablas y referencias	35
VI. Resultados	
VI.1. Distribución espacial	40
VI.2. Gradiente de metalicidad	42
VII. Conclusiones	50
VIII. Bibliografía y Referencias	52

I. Introducción

El conocimiento de la estructura de nuestra galaxia ha sido uno de los grandes logros de la ciencia moderna, pues para ello se ha requerido inferir sus características a partir de observaciones realizadas desde su interior. Nuestra condición de observadores internos a la Galaxia complica el estudio de su estructura a gran escala, pues la presencia de nubes de gas y polvo dificulta la observación de objetos localizados más allá de unos cuantos kiloparsecs del Sol, haciendo que la información obtenida sea incompleta y la elaboración de modelos difícil e incierta. Como es de uso común, se escribirá "la Galaxia" cuando se haga referencia a nuestra galaxia: la Vía Láctea. Se escribirá "galaxia" cuando se use esta palabra en términos generales.

No fue sino hasta mediados de nuestro siglo que la naturaleza de nuestra Galaxia como un sistema estelar similar a muchos otros se descubrió. Desde entonces se ha avanzado mucho en su conocimiento pero quedan aún muchas lagunas en el estudio de su estructura, origen y evolución. Las principales fuentes de información observacional para la elaboración de modelos galácticos son la distribución espacial de sus componentes, su composición química y su dinámica de movimiento, es por esto que su estudio detallado es de gran importancia en la astronomía actual.

El presente trabajo está directamente ligado a la determinación observacional de la composición química del disco de la Galaxia. Se investiga la dependencia de la abundancia de elementos pesados o "metales" respecto a la posición en el disco de la Galaxia; en adelante designaremos "metales" al conjunto de todos los elementos distintos del hidrógeno y helio. Se investiga también la viabilidad de encontrar resultados análogos mediante el uso de observaciones realizadas exclusivamente con fotometría de Strömgren.

Estudios semejantes al presente se han realizado anteriormente por diferentes autores usando una variedad de elementos de la Galaxia como son regiones HII, nebulosas planetarias y estrellas de campo. En la gran mayoría de ellos se ha encontrado que la abundancia de elementos pesados disminuye al alejarnos del centro de la Galaxia. Bajo esta

premisa, el presente trabajo se realiza esperando obtener resultados semejantes pero ahora mediante observaciones en cúmulos abiertos. El uso de este tipo de objetos presenta algunas ventajas observacionales, pues al contener una gran cantidad de estrellas contamos con más elementos observacionales que hacen posible obtener una información más completa del cúmulo como un todo.

Por su parte, la fotometría de Strömgren permite obtener mucha información en tiempos de observación relativamente cortos y la reducción de los datos es sencilla; es por ello que hacemos énfasis en el uso de esta técnica de observación.

En resumen, la motivación central de este trabajo es analizar la variación de la composición química en el plano de la Galaxia haciendo énfasis en el uso de la fotometría de Strömgren por ser un método observacional cuya eficiencia permitiría ampliar rápidamente los datos disponibles a la fecha, brindando nuevas luces para la elaboración de modelos de la estructura y evolución de la Galaxia.

II. Los cúmulos abiertos como elementos de la Galaxia

II.1. Estructura general de la Galaxia

Nuestra Galaxia es un sistema compuesto por unas 10^{11} estrellas y nubes de gas y polvo ligados gravitacionalmente. Está constituida por dos estructuras básicas: un componente esferoidal y un disco. Cada una de estas estructuras tiene diferentes propiedades físicas y está poblada por diferentes tipos de elementos estelares y no estelares.

El componente esferoidal a su vez, puede dividirse en un núcleo de aproximadamente 1.5 pc de radio, un bulbo de unos 3 kpc de radio y un halo extenso de unos 30 kpc o más de radio. Las propiedades de estos esferoides cambian de manera gradual con la distancia al centro de la Galaxia por lo que las divisiones anteriores son sólo con fines de clasificación y no existen divisiones físicas reales. En el bulbo las estrellas se encuentran acumuladas más densamente que en el resto de la Galaxia (excepto el núcleo) debido a la acción de la gravedad, pero su contenido de nubes de gas y polvo es bajo debido a que estas se han condensado formando estrellas. El halo galáctico es un esferoide poblado principalmente por estrellas de campo muy viejas y cúmulos globulares que se mueven sobre órbitas orientadas azarosamente de modo que no tiene un movimiento rotacional neto alrededor del centro de la Galaxia. El halo contiene muy poco gas y polvo.

El disco de la Galaxia tiene un radio de unos 30 kpc o más y aproximadamente 200 pc de grosor. El Sol se encuentra muy cerca del plano de simetría del disco a unos 8.5 kpc del centro de la Galaxia. Estudios hechos con observaciones en ondas de radio han establecido que el disco de la Galaxia tiene una estructura espiral. Los brazos espirales contienen una gran cantidad de estrellas jóvenes que se encuentran asociadas a nubes de gas y polvo y es en estas nubes de gas y polvo en donde se cree que se da el proceso de formación estelar. Los componentes del disco giran alrededor de un eje que pasa por el centro de la Galaxia. A la distancia correspondiente al Sol esta velocidad es de unos 220 km/s que corresponde a un periodo de traslación de 250 millones de años. Sobre la base de estos datos y la forma de la Galaxia

se calcula que la masa de ésta es de unas 10^{12} masas solares, que es un orden de magnitud mayor que la masa detectable en forma de estrellas, gas y polvo. La naturaleza de la masa faltante es un problema aún no resuelto, pero existen evidencias que parecen indicar que esta masa se encuentra en forma de materia oscura en el halo galáctico.

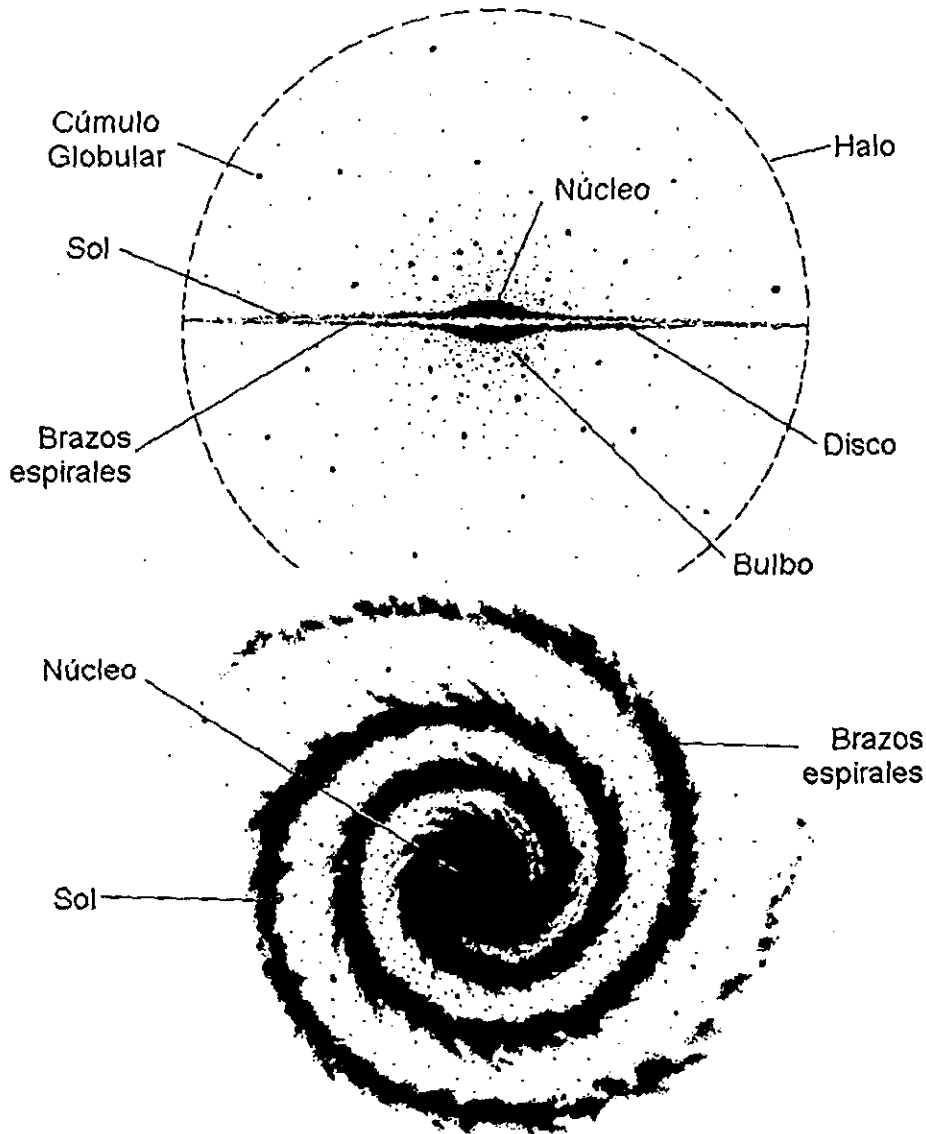


Figura II.1. Esquema de la Galaxia vista de canto (arriba) y a lo largo de su eje (abajo). Fuente: Rolfs & Rodney, 1988.

Existe una subdivisión más fina de los componentes descritos en la que las propiedades físicas varían de forma gradual, pero para los fines de este trabajo es suficiente la descripción dada anteriormente.

II.2. Cúmulos de estrellas

Los cúmulos de estrellas son asociaciones de estrellas ligadas al menos temporalmente por su mutua atracción gravitacional. Las estrellas miembros del cúmulo muestran un movimiento común a través del campo estelar, lo que sugiere un origen común en la condensación y fragmentación de una gran nube de gas. Por sus distintas características físicas los cúmulos estelares se dividen en tres categorías básicas:

1) Cúmulos galácticos (o abiertos): su nombre se debe a que aquellos pertenecientes a la Vía Láctea están contenidos cerca del plano galáctico. Sus estrellas están distribuidas de forma irregular dentro de un diámetro usualmente menor a 10 parsecs. Contienen de varias decenas a unas mil estrellas, lo que corresponde a densidades entre 0.1 y 10 estrellas por parsec cúbico. Las edades de estos cúmulos abarcan un intervalo muy amplio; algunos son casi tan viejos como la Galaxia (la edad de ésta se encuentra entre 13 y 25×10^9 años), mientras que otros siguen formando estrellas en el presente. El cúmulo más viejo que se conoce es NGC 6791 con 7×10^9 años (Lynga, 1987). Se han catalogado alrededor de mil cúmulos de este tipo pero se calcula que en la Vía Láctea podría haber unos 20,000.

2) Cúmulos globulares: su apariencia es más compacta y esférica que la de los cúmulos galácticos. Su diámetro puede ser de unos 20 a 100 parsecs y contienen entre 10^4 y 10^5 estrellas. La densidad de estrellas en estos objetos aumenta hacia su centro, llegando a alcanzar densidades de 100 estrellas por parsec cúbico. La edad de estos cúmulos es en general comparable a la de la Galaxia. En la Vía Láctea se conocen unos 100 cúmulos globulares y se encuentran distribuidos en todo el halo. Debido a que se encuentran fuera del disco galáctico en donde la absorción de la luz por polvo en el disco pudiera ocultarlos, se cree que la mayoría de los cúmulos globulares han sido detectados aunque aproximadamente una docena de ellos podrían permanecer ocultos en el disco o en el bulbo de la Galaxia.

3) Asociaciones estelares OB: son agrupaciones muy sueltas de estrellas de tipo espectral O y B. Sus densidades estelares son tan bajas (aprox. 100 estrellas dentro de un radio de 100 pc) que no se encuentran ligadas dinámicamente y se disuelven dentro del campo estelar en unos pocos millones de años. Se localizan en los brazos espirales y frecuentemente rodean a un cúmulo abierto. Se conocen alrededor de 70 objetos de este tipo pertenecientes a nuestra Galaxia.

II.3. Cúmulos abiertos

Dado que el estudio hecho en este trabajo se basa en observaciones realizadas en cúmulos abiertos, conviene describirlos con mayor detalle para poder comprender mejor las ventajas de su uso.

Como ya se mencionó antes, la ventaja básica de los cúmulos abiertos consiste en que permiten obtener mucha información de sí mismos aprovechando la presencia de sus numerosas estrellas. De este modo se puede obtener una estimación de su distancia al Sol mediante sus estrellas de tipo RR Lira o Cefeidas. Si el cúmulo no contiene este tipo de estrellas, quedan aún el método del cúmulo en movimiento y el de comparación fotométrica de las estrellas de secuencia principal respecto a un cúmulo estándar.

Usando estos tipos de métodos se ha podido determinar la distribución espacial de los cúmulos abiertos en la vecindad solar (unos 4 kpc a la redonda). En la figura II.2 se muestran los resultados obtenidos por R. M. Humphreys (1979) para la distribución de los cúmulos abiertos jóvenes y de las asociaciones OB sobre el disco galáctico. Se puede distinguir que su distribución no es azarosa y se observa una clara tendencia a agruparse en regiones alargadas. Estas estructuras se han identificado como las secciones de los brazos espirales de la Galaxia que están en la vecindad solar.

Podemos entonces suponer que los cúmulos abiertos son objetos que tienen su origen en los brazos espirales. Los cúmulos abiertos se mueven sobre órbitas casi circulares alrededor del centro galáctico, por lo que su distancia al mismo no varía de manera importante durante su vida. Esto es de gran relevancia para los fines de este trabajo, pues la

distribución radial de los elementos químicos no se verá afectada por el movimiento traslacional de los cúmulos.

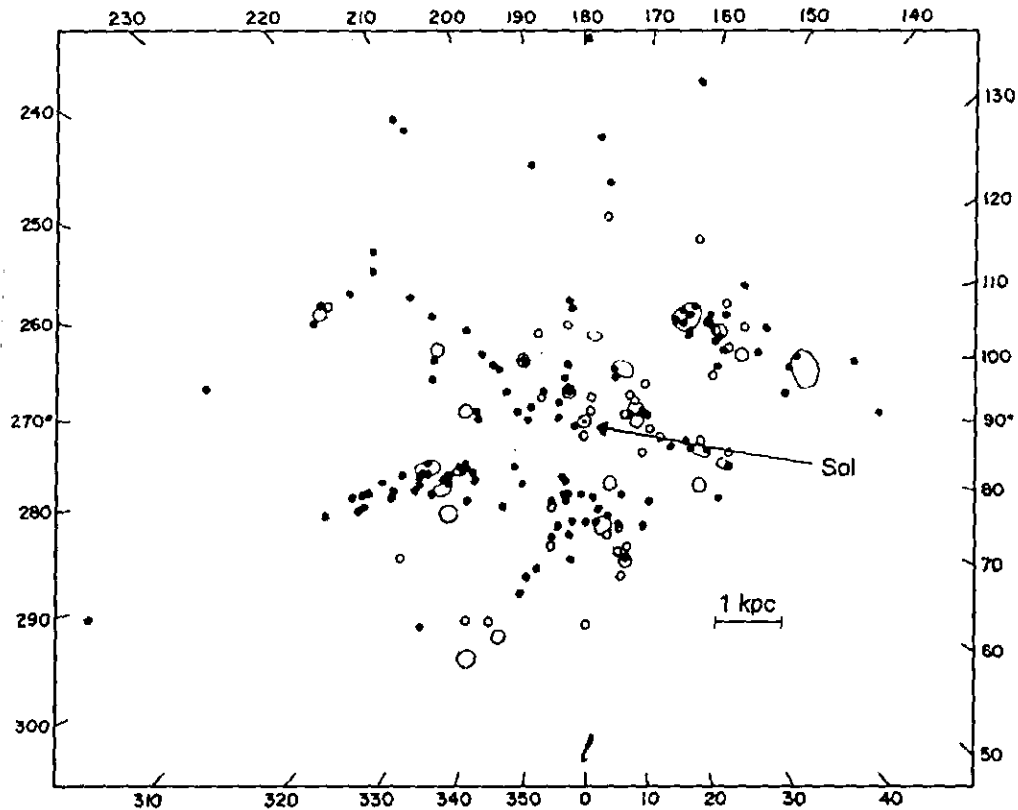


Figura II.2. Distribución de los cúmulos abiertos jóvenes (círculos) y asociaciones OB (circunferencias) en la vecindad solar según R. M. Humphreys (1979). Se usa el sistema de coordenadas polares galácticas en el cual el Sol (\odot) se localiza en el origen, l es la longitud galáctica y el centro de la Galaxia está en la dirección $l=0$.

Otra ventaja de los cúmulos abiertos es la relativa facilidad con que se puede determinar su edad mediante el método del punto de salida de la secuencia principal. El contar con una estimación de la edad abre la posibilidad de hacer estudios de la dependencia de los parámetros físicos de los cúmulos con el tiempo.

P. E. Nissen (1979), ha encontrado que la abundancia de fierro respecto al hidrógeno es la misma para diferentes estrellas de un mismo cúmulo abierto. Esto nos permite hacer

una estimación global de esta abundancia para todo un cúmulo a partir de su determinación en sólo algunas de sus componentes.

Las características de los cúmulos abiertos citadas arriba justifican plenamente su uso y nos dan una perspectiva de las investigaciones que a futuro se pueden realizar. Podemos entonces pasar a la revisión de los antecedentes teóricos y observacionales necesarios.

III. Antecedentes

III.1. Modelos teóricos

III.1.1. Composición primigenia del Universo

Para explicar la composición química actual de la Galaxia es necesario conocer la abundancia de los elementos en el origen del Universo. Estos elementos primigenios serán los ingredientes con los que se formó la Galaxia, y a partir de los cuales los modelos evolutivos deben explicar su composición actual.

La teoría del origen del Universo más aceptada actualmente es la teoría del Big Bang o la Gran Explosión. Según esta teoría, el estado inicial del Universo era un gran conglomerado de partículas exóticas a una gran densidad ($>10^{17}$ kg/m³) y temperatura ($>10^{12}$ °K), expandiéndose violentamente. Estas partículas se encontraban en equilibrio termodinámico con un campo de radiación de fotones de alta energía. Al continuar la expansión y bajar la temperatura a unos 7.5×10^9 °K, la abundancia en masa de neutrones y protones se fijó en 13% y 87% respectivamente. Cuando la temperatura alcanzó 1.0×10^9 °K la energía de los fotones fue lo suficientemente baja para permitir que se formaran núcleos pesados sin ser inmediatamente fotodesintegrados, fué en este momento cuando los protones y neutrones comenzaron a tener reacciones nucleares mediante las cuales formaron núcleos más pesados. Como casi todos los neutrones se asociaron formando núcleos de ⁴He del cual forman la mitad de la masa, la abundancia del ⁴He resultó en aproximadamente el 24% de la masa y el 76% restante formó núcleos de ¹H. Los procesos anteriores se dieron durante los primeros 10^3 segundos después del Big Bang. Finalmente, cuando la temperatura bajó a unos 5000 °K, los iones y electrones se unieron formando un gas neutro. Fué de este modo como la composición primigenia del universo quedó establecida.

Cálculos detallados predicen también la existencia de núcleos de deuterio y litio. En la tabla III.1 se dan las abundancias primigenias que se han obtenido a partir de observaciones astronómicas y que tienen buena concordancia con las calculadas teóricamente.

Núcleo	Densidad en número (n/ ¹ H)	Fracción en masa
¹ H	1.00	0.76
² H (D)	1.6 x 10 ⁻⁵	2.5 x 10 ⁻⁵
³ He	1.8 x 10 ⁻⁵	4.2 x 10 ⁻⁵
⁴ He	7.5 x 10 ⁻²	0.24
⁶ Li	70 x 10 ⁻¹²	300 x 10 ⁻¹²
⁷ Li	900 x 10 ⁻¹²	4600 x 10 ⁻¹²

Tabla III.1. Abundancias primigenias observacionales de los elementos en el universo. Basada en: Rolfs & Rodney, 1988.

III.1.2. Nucleosíntesis en el interior de las estrellas

En la sección anterior vimos que inicialmente el Universo se componía básicamente de hidrógeno y helio. Vamos ahora a describir como es que a partir de estos dos componentes se han creado los elementos más pesados.

Después de aproximadamente 10⁹ años de ocurrido el Big Bang se inició la formación de galaxias y estrellas a partir de inestabilidades gravitacionales. Es entonces cuando en el interior de las estrellas se comienza a llevar a cabo la transformación de los elementos primigenios en elementos más pesados. Este proceso fue resumido por Burbidge, Burbidge, Fowler y Hoyle (1957) y en forma independiente por Cameron (1957). Según las teorías de estructura estelar, los elementos pesados son procesados en el interior de las estrellas por medio de reacciones nucleares a muy altas presiones y temperaturas. Sin entrar en detalles, el proceso de nucleosíntesis en el interior de las estrellas se realiza como se explica a continuación.

La gran mayoría de las estrellas son sustentadas energéticamente por la energía liberada en su interior por fusiones termonucleares. Estas reacciones, inducidas por los

movimientos térmicos de las partículas consisten en la unión de dos núcleos para formar un tercer núcleo más pesado. Si el núcleo creado es más ligero que el núcleo de hierro, la masa total de las partículas iniciales es mayor que la masa del núcleo final. A esta diferencia de masa se le conoce como "defecto de masa". El defecto de masa ΔM se convierte en energía ΔE vía la ecuación de Einstein:

$$\Delta E = \Delta M c^2,$$

con c la velocidad de la luz. Esta energía se libera al formar el núcleo más pesado y conforma la energía con la cual los núcleos iniciales permanecen unidos, por lo que es la energía mínima necesaria para romper al núcleo en sus constituyentes iniciales. Esta energía es conocida como energía de amarre. La energía de amarre por nucleón (protones y neutrones que forman al núcleo atómico) crece al aumentar el número de masa del núcleo, hasta alcanzar su valor máximo con el hierro; cuando la fusión forma núcleos más pesados que el hierro la energía de amarre por nucleón disminuye. Como consecuencia de estas variaciones en la energía de amarre, es posible liberar energía nuclear al combinar núcleos ligeros para formar núcleos más pesados, pero más ligeros que el hierro, o bien podremos formar núcleos más pesados que el hierro a expensas de inyectar energía a los núcleos iniciales. Cuando las reacciones liberan energía decimos que son exotérmicas, y cuando la absorben, endotérmicas. Las fusiones endotérmicas (subsecuentes a la formación del hierro) se dan sólo en procesos extremadamente violentos como en las explosiones de supernova.

Para que las reacciones nucleares puedan dar inicio se requiere que la energía cinética E_{cin} de las partículas debida a su movimiento térmico sea suficiente para vencer a la barrera de energía potencial de Coulomb $E_{coul} \sim Z_1 Z_2$ [MeV] (Z_1 y Z_2 son los números atómicos de los núcleos involucrados), de manera que la fuerza nuclear fuerte domine. Aunque en estrellas como el Sol estas energías no son alcanzadas ($T \sim 10^7$ °K, ó $E_{cin} = kT \sim 10^3$ eV), la fusión de partículas ligeras como el hidrógeno y el helio es favorecida por el efecto túnel. Este efecto es un resultado cuántico tal que partículas con energía E_{cin} menor que el potencial de Coulomb tienen una probabilidad P_0 pequeña pero distinta de cero de penetrar en el núcleo dada por:

$$P_0 = p_0 E_{cin}^{-1/2} \exp(-2\pi\eta)$$

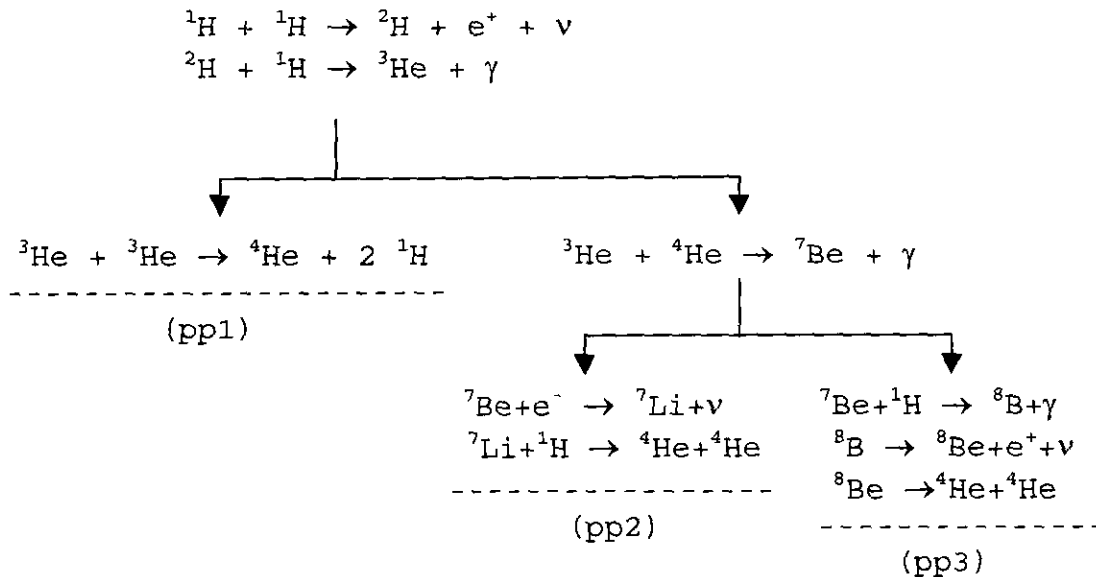
con:

$$\eta = \left(\frac{m}{2} \right)^{1/2} \frac{Z_1 Z_2 e^2}{\hbar E_{\text{cin}}^{1/2}}$$

donde m es la masa reducida de los núcleos involucrados y e la carga del electrón. El factor p_0 depende de las propiedades de los núcleos. Como se ve, este efecto favorece a la fusión de núcleos con cargas eléctricas menores, lo que resulta en etapas bien separadas de quemado de los diferentes núcleos en las distintas etapas evolutivas de las estrellas. Debido a que el mayor componente de las estrellas es el hidrógeno y a que su fusión es favorecida por el efecto túnel, el quemado de este elemento es el que procede primero en el interior de las estrellas. El resultado total de este proceso es la fusión de cuatro núcleos de ^1H en uno de ^4He .

Existen diferentes secuencias de reacciones nucleares mediante las cuales se puede realizar la fusión del hidrógeno y que en general ocurren simultáneamente en el interior de las estrellas. Las dos secuencias principales son la cadena protón-protón y el ciclo CNO.

La cadena protón-protón (cadena pp) debe su nombre a su primera reacción: dos protones se fusionan y forman un núcleo de deuterio. La finalización hacia un núcleo de ^4He puede seguir tres vías distintas las cuales se muestran en el diagrama siguiente.



La energía liberada por cada una de estas vías es distinta, pero lo que interesa en nuestro caso es la producción de elementos pesados a partir de núcleos de hidrógeno.

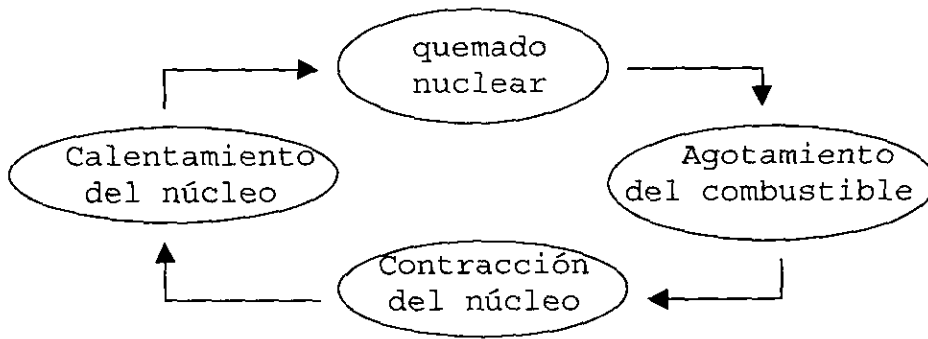
El ciclo CNO, la alternativa restante, involucra la presencia de algunos isótopos de C, N y O, y el producto final es análogo a la cadena pp.

Existen también ciclos para el quemado del helio, durante los cuales se producen núcleos más pesados como el ^{12}C y ^{20}Ne . Estos requieren temperaturas mayores de 10^8 °K, considerablemente más altas que las necesitadas para el quemado de hidrógeno. Análogamente el ^{12}C se transforma en ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , y ^{28}Si mediante sus propias cadenas de reacciones las cuales requieren temperaturas de 5×10^8 °K.

De esta manera se puede continuar con una secuencia de reacciones a temperaturas cada vez mayores mediante las cuales se pueden producir núcleos más y más pesados. El resultado general es la transformación de parte del material primigenio (tabla III.1) en núcleos pesados como ^{12}C , ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , y ^{28}Si , hasta que el ^{56}Fe es alcanzado.

En la fase de secuencia principal las estrellas transforman el hidrógeno en helio principalmente en sus núcleos, pues las fuentes de energía se encuentran altamente concentradas hacia su centro. Se puede alterar la composición química de otras zonas de las estrellas si el calor generado en el núcleo se transporta convectivamente hacia las capas superiores.

Para tener una idea de las escalas de tiempo de que estamos hablando, el quemado de hidrógeno dura aproximadamente 8.0×10^7 años para estrellas de 4 masas solares (M_{\odot}) y 2.5×10^7 años para estrellas de 8 M_{\odot} . Vamos ahora a hacer una revisión general de los procesos evolutivos de las estrellas que dan pie a la producción de elementos pesados. Para simplificar un poco nos concentraremos en la evolución del núcleo que es donde se lleva a cabo la nucleosíntesis. Extrapolando el quemado de hidrógeno y helio en estrellas suficientemente masivas ($M > 9 M_{\odot}$), podemos decir que las regiones centrales continúan hacia ciclos de combustión nuclear que se pueden representar con el siguiente esquema:



En pocas palabras podemos describirlo como sigue: el quemado de cierto elemento va consumiendo gradualmente a todos los núcleos atómicos de dicho elemento en el centro de la estrella. Al agotarse la fuente de energía el núcleo estelar se contrae y esto a su vez eleva la temperatura central hasta que el quemado del elemento siguiente se enciende.

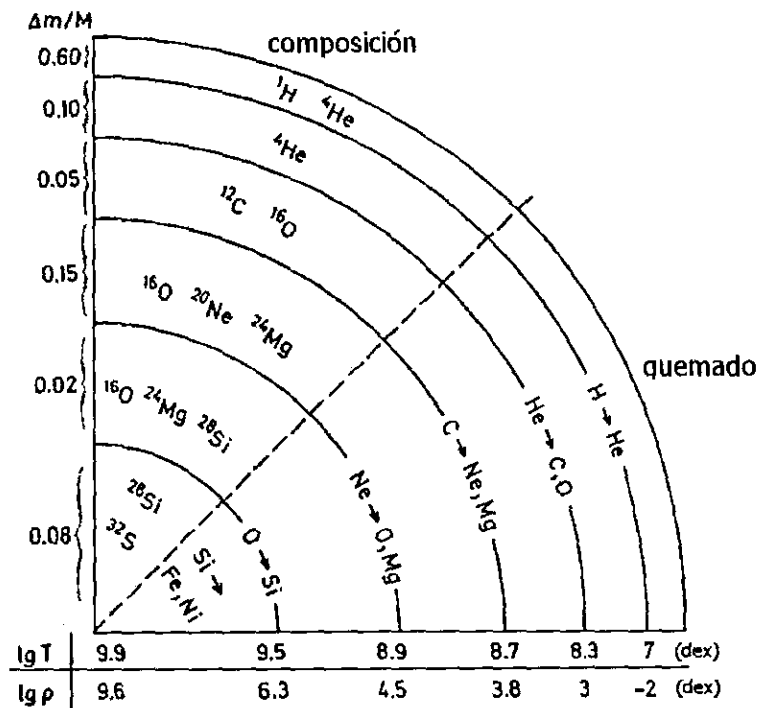


Figura III.1. Esquema (no a escala) de la estructura del núcleo de una estrella masiva ($M > 10 M_{\odot}$) muy evolucionada. Se indican valores típicos de la fracción de masa abarcada hasta esa capa, su temperatura y densidad. Fuente: Kippenhahn & Weigert (1994).

Mientras esta secuencia de ciclos se abra camino, se van creando elementos cada vez más pesados y de este modo en el primer ciclo se produce un núcleo estelar de helio dentro del cual se produce un núcleo más pequeño de carbono y oxígeno en el siguiente ciclo. Así se produce una estructura estelar de capas concéntricas dentro de las cuales van quedando los restos de la combustión de los elementos; cada capa contiene elementos cada vez más pesados conforme nos acercamos al centro de la estrella. En la figura III.1 se ilustra esquemáticamente esta estructura tipo "cáscara de cebolla". El quemado de los elementos involucrados en cada ciclo puede continuar en las zonas más calientes de cada capa en donde aún exista combustible, por lo que la combustión puede existir simultáneamente en varias de ellas. Este modelo puede hacerse más complejo debido a la presencia de convección, lo cual mezcla el material de cada capa.

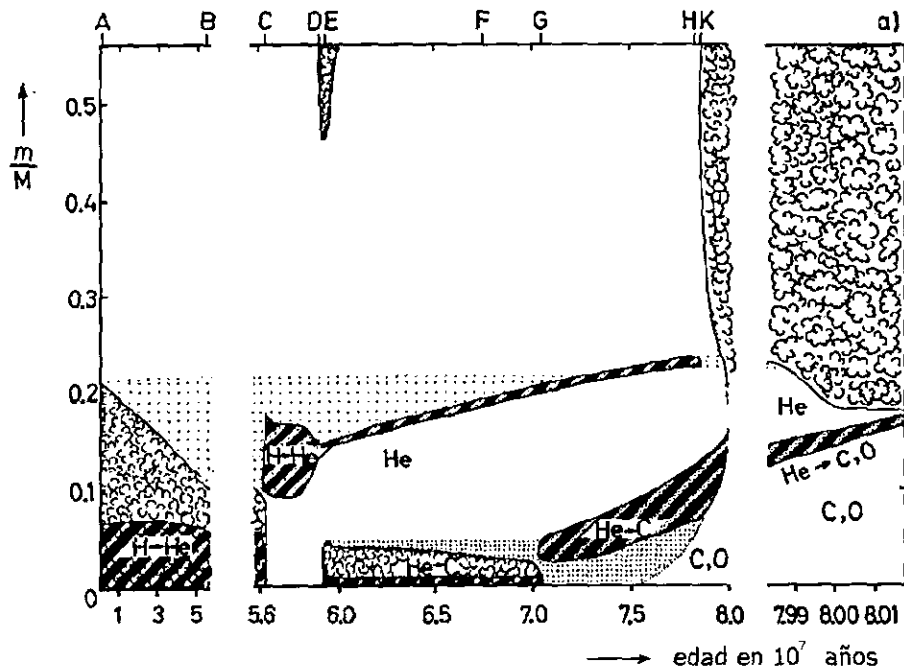


Figura III.2. Evolución interna de una estrella de 5 M_{\odot} . Sobre el eje horizontal se representa el tiempo de evolución a partir del momento en que inician las reacciones nucleares. Sobre el eje vertical se muestra la fracción de masa de la estrella encerrada por la capa que se describe. Cada línea vertical representa el estado de las capas en una etapa evolutiva dada. El patrón de "nube" representa capas convectivas en el interior de la estrella. Fuente: Kippenhahn et al. (1965).

La evolución de los ciclos anteriores tiene un fin, que en el caso más perseverante produce un núcleo estelar de ^{56}Fe . Por supuesto los ciclos pueden ser detenidos en una etapa anterior, pero en cualquier caso tienden a crear una región central con densidad creciente. En la figura III.2 se muestra la evolución de la estructura interna de una estrella de $5 M_{\odot}$ según un modelo elaborado por Kippenhahn y colaboradores (1965). El eje de la abscisa representa el tiempo y la ordenada las diferentes capas de la estrella. En el diagrama se puede apreciar como se forman las capas de helio, carbono y oxígeno al evolucionar la estrella. Las zonas rellenas con un patrón de "nube" son capas convectivas dentro de las cuales los materiales se mezclan, y son estas capas las que pueden acarrear a los elementos del núcleo hacia las capas superiores de la estrella, desde donde podrán ser expulsados al medio interestelar mediante vientos estelares o en las etapas finales de la vida de las estrellas.

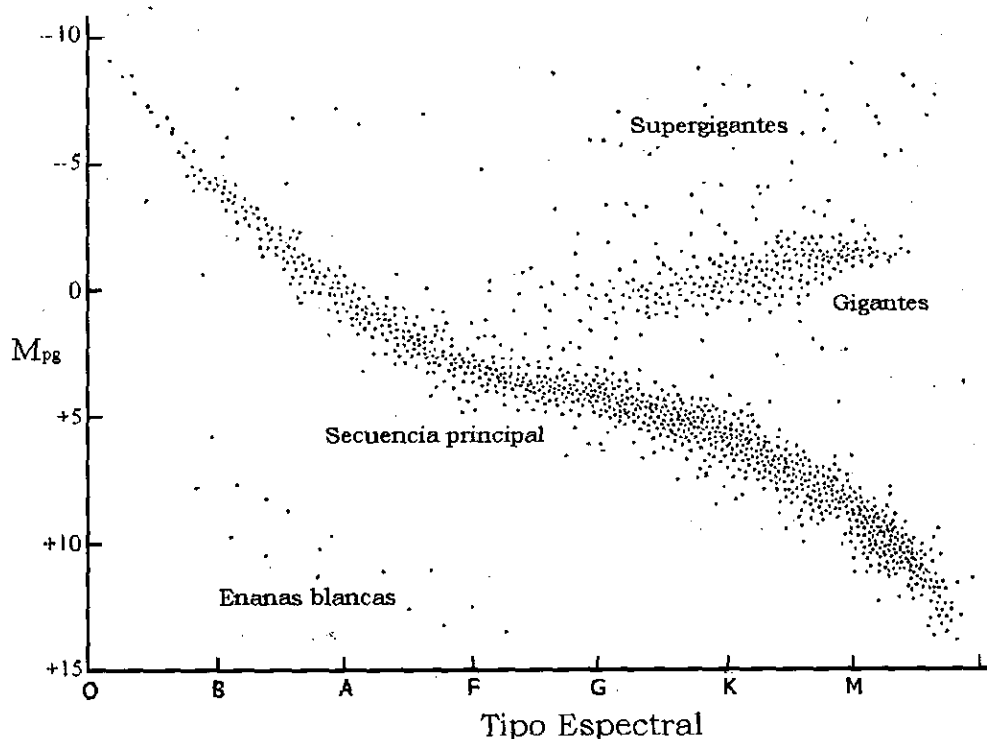


Figura III.3. Diagrama Hertzsprung-Russell. Fuente: Novotny (1973).

Vamos a ver, en términos de la evolución estelar, cómo llegan al medio interestelar los elementos resultantes de la

nucleosíntesis.

Cuando la vida de las estrellas como tales inicia, es decir cuando se enciende la combustión de hidrógeno, éstas se localizan en el diagrama Hertzsprung-Russell (HR) (figura III.3) sobre la región conocida como secuencia principal, en la cual permanecen la mayor parte de su vida. Las estrellas más masivas (que son las más luminosas) se encuentran en la parte superior izquierda y las de menor masa (y menos luminosas) en la parte inferior derecha. A partir de esta región la evolución de las estrellas toma curso hacia la parte superior derecha ($M < 8M_{\odot}$) o hacia la derecha ($M > 8M_{\odot}$) de su posición original

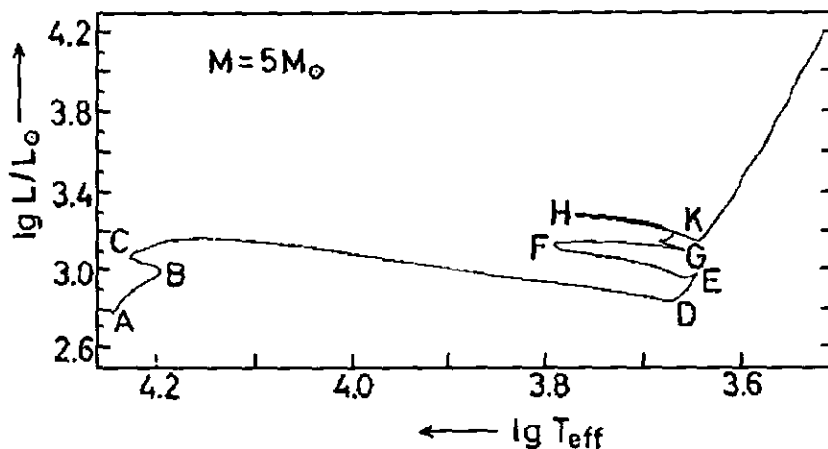


Figura III.4. Diagrama H-R donde se muestra la evolución de una estrella de $5M_{\odot}$. Las letras A a la K corresponden a las fases evolutivas de la figura III.2. Fuente: Kippenhahn & Weigert (1994).

Para ejemplificar la evolución estelar nos referiremos a una estrella de $5M_{\odot}$. Las estrellas con esta masa tienen una temperatura efectiva superficial de $17,500^{\circ}\text{K}$ y un radio de 2.6 radios solares en su etapa de secuencia principal. La evolución de una estrella de este tipo se muestra en la figura III.4. La primera fase evolutiva consiste en la transformación de hidrógeno en helio dentro del núcleo de la estrella mediante los procesos descritos en la primera parte de esta sección (A→C en las figs. III.2 y III.4). Esta etapa dura alrededor de 6×10^7 años. Cuando el hidrógeno se ha agotado en el núcleo de la estrella, el quemado de este elemento continúa sobre una cáscara alrededor del núcleo.

Después de aproximadamente 0.3×10^7 años inicia el ciclo de quemado de helio en el núcleo de la estrella (D). Cuando el helio del núcleo se agota, al igual que con el hidrógeno, se forma una cáscara alrededor de éste en donde continúa el quemado. Ambas capas se expanden continuamente llevando a la estrella hacia una etapa de gigante roja y supergigante, en la cual pierde parte de su masa mediante su viento estelar que aumenta con la luminosidad (D→K). El viento de estas estrellas enriquece al medio interestelar.

III.1.3. Etapas finales en la vida de las estrellas

Todas las estrellas con masas mayores o iguales que $2.5 M_{\odot}$ y menores que $8 M_{\odot}$ siguen una evolución similar a la descrita para el caso de $5 M_{\odot}$. Las etapas evolutivas siguientes dependen en gran medida de la cantidad de masa perdida hasta ese momento.

En las estrellas con $M < 2.5 M_{\odot}$ el quemado de helio se enciende de manera explosiva convirtiéndose en gigante roja. Durante este proceso la estrella puede perder una fracción significativa de su masa, entre 0.1 a $0.5 M_{\odot}$. La etapa de gigante roja puede terminar con la expulsión de una nebulosa planetaria de unas décimas de masa solar. La masa de los remanentes estelares se encuentran en un intervalo pequeño alrededor de $0.6 M_{\odot}$.

La pérdida de masa en la fase de gigante roja es muy importante para las etapas siguientes en estrellas con masa menor que $8 M_{\odot}$ (incluyendo $M < 2.5 M_{\odot}$). Si la pérdida de masa es tan grande que la remanente estelar es menor que $1.4 M_{\odot}$, entonces la estrella termina su evolución después de agotar sus reservas de combustible (capas de hidrógeno y helio) en una configuración estable de enana blanca compuesta principalmente de ^{12}C y ^{16}O con una nebulosa planetaria a su alrededor. Finalmente la producción de energía nuclear se detiene y la estrella se enfría alcanzando una temperatura de $4000 \text{ }^{\circ}\text{K}$ en unos 10^9 años.

Las estrellas con masas originales menores que $8 M_{\odot}$ y con remanentes que excedan la masa límite para convertirse en enanas blancas ($M \approx 1.4 M_{\odot}$) alcanzan temperaturas suficientemente altas para iniciar el quemado de carbón. Este proceso procede de manera explosiva. Según los modelos para la expansión y el frente de combustión, la estrella explota

completamente sin dejar remanente, siendo uno de los posibles orígenes de las explosiones de supernova tipo II observadas.

Las estrellas más masivas ($M > 8 M_{\odot}$) inician el quemado de carbón pero alcanzan un estado de estabilidad muy corto (unos 100 años), después del cual se prosiguen diferentes ciclos de quemado de distintos elementos formando una estructura de capas como la descrita en la sección III.1.2 y con un núcleo de hierro con una masa entre 1.3 y 2.5 M_{\odot} .

Las etapas siguientes para estrellas con masas entre 8 y 10 M_{\odot} son etapas fuera de equilibrio hidrostático cuyos procesos son muy complicados y no se pueden describir de una manera breve, por lo que las dejaremos de lado para continuar con las estrellas restantes.

Las estrellas con masa mayores a 10 M_{\odot} , pueden tener distintas formas de terminar su vida. Cuando las reservas de combustible en la zona de quemado se han agotado, las regiones centrales se contraen bajo la presión de las capas superiores y se eleva su temperatura. Este colapso puede detenerse solamente cuando aproximadamente la mitad de la masa en contracción ha alcanzado una densidad de $2 \times 10^{17} \text{ kg/m}^3$. A esta densidad, que corresponde a la densidad de los núcleos atómicos, la materia está compuesta principalmente de neutrones y es prácticamente incompresible. En el interior de la estrella se forma entonces una estrella de neutrones cuya superficie hace las veces de barrera para la materia que cae de las capas superiores. El choque con la superficie de esta esfera tiene un efecto de rebote mediante el cual las capas reflejadas disipan energía. Los procesos involucrados en esta disipación dependen directamente de la densidad y las propiedades de transporte de energía de las capas superiores inmediatas a la estrella de neutrones. Si estas capas absorben la energía reflejada y la transforman en energía cinética de expansión, pueden llegar hasta las capas superiores de la estrella y conllevar a la expulsión de materia. La estrella sufre entonces una explosión de supernova tipo II durante la cual se libera una gran cantidad de energía (de unos 10^{46} J) observada en forma de radiación electromagnética y energía cinética de expansión. Finalmente, sólo quedará la estrella de neutrones como remanente.

En el otro caso, cuando la energía del choque no se transforma en energía cinética, la onda de choque se detiene dentro de la estrella, se acumula más y más materia dentro de este frente de onda hasta que se excede la masa límite para

una estrella de neutrones (aproximadamente $1.8 M_{\odot}$). En este caso no se puede alcanzar una configuración estable y la estrella se convierte en un agujero negro.

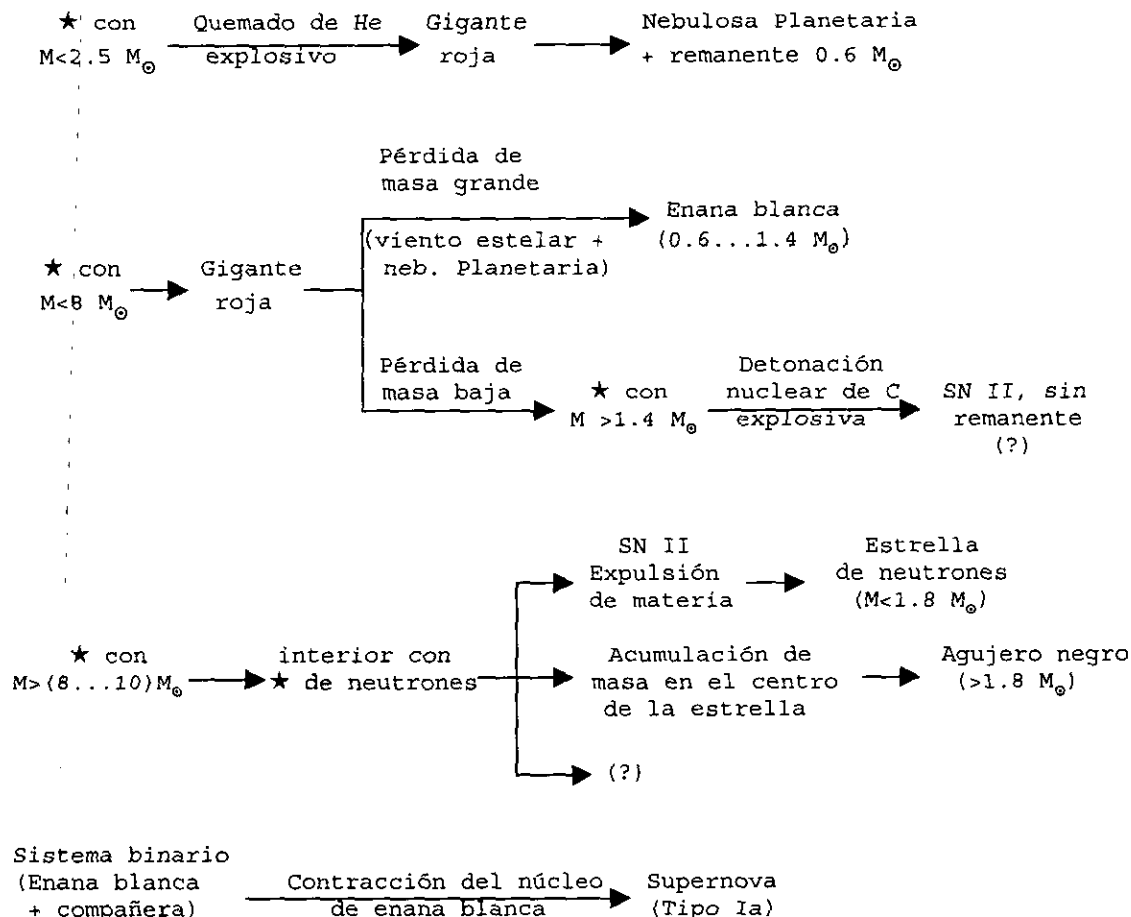


Figura III.5. Diferentes formas en que puede finalizar la vida de las estrellas dependiendo de sus masas iniciales.

Otro tipo de supernovas (tipo I) pueden ser creadas en sistemas estelares binarios. Un modelo consiste en un sistema formado inicialmente de una enana blanca asociada a otra estrella muy cercana con la cual forma un sistema cerrado, de tal forma que pueda coleccionar materia de ésta. Si la tasa de acreción es suficientemente alta la masa del núcleo de la enana blanca se incrementa hasta superar el límite de Chandrasekhar de $1.4 M_{\odot}$. De esto resulta una contracción del núcleo que inicia el quemado de carbón con una explosión y la

estrella es despedazada sin dejar remanente. Las reacciones nucleares que se realizan en el frente de combustión en expansión convierten aproximadamente $0.7 M_{\odot}$ en núcleos del grupo de hierro, principalmente en ^{56}Ni .

Para resumir, en la figura III.5 se muestra un diagrama en el que se representan las diferentes formas en que las estrellas terminan sus vidas y expulsan material al medio interestelar dependiendo de las masas iniciales y las masas de sus remanentes.

III.1.4. Gradiente químico en el disco galáctico

Vamos a poner todo lo descrito en las secciones anteriores sobre el contexto de la evolución química del disco de la Galaxia.

Según un modelo de evolución galáctica elaborado por Carigi (1996), el gradiente de composición química en el disco de la Galaxia aparece mediante el siguiente proceso:

1.- La Galaxia se formó de material primigenio (hidrógeno: 0.76%, helio: 0.24%) por lo que inicialmente su composición química era uniforme. El disco galáctico se formó y creció por acreción de este mismo material, por lo que su composición química también era uniforme pero su densidad superficial de masa crece hacia el centro de la Galaxia.

2.- Las estrellas que se forman del material del disco producen en su interior elementos químicos pesados a partir del hidrógeno y el helio mediante procesos de nucleosíntesis.

3.- Los elementos pesados son devueltos al medio interestelar vía vientos de gigante roja, nebulosas planetarias o explosiones de supernova. En la figura III.6 se muestra una estimación teórica hecha por Audouze & Tinsley (1976) de la fracción de la masa estelar de los distintos elementos químicos expulsados al medio interestelar para estrellas de diferentes masas. Este material es reciclado formando nuevas estrellas.

4.- Los modelos de formación estelar suponen que ésta aumenta con la densidad superficial del gas del disco galáctico, por lo que hacia el centro de la Galaxia la formación de estrellas es más eficiente y la tasa de

producción de elementos pesados es mayor dando origen a un gradiente radial en la abundancia de los elementos pesados; hacia el centro los elementos pesados son más abundantes que en la periferia.

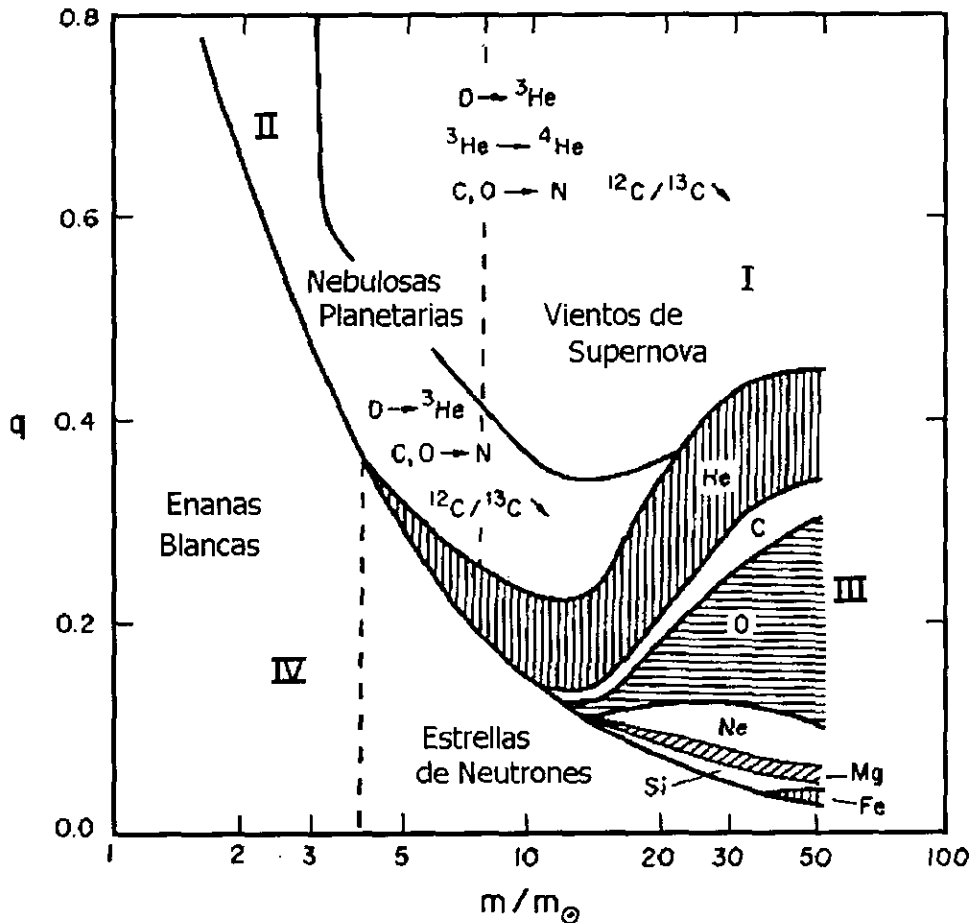


Figura III.6. Contenido de distintos elementos químicos, en fracción de masa estelar, del material expulsado al medio interestelar vía vientos estelares, nebulosas planetarias o supernova. El diagrama es poco preciso y tiene sólo utilidad ilustrativa. Fuente: Audouze & Tinsley (1976).

III.2 Resultados observacionales y teóricos

Actualmente existen trabajos teóricos y observacionales en los que se han determinado la abundancia de los diferentes

elementos químicos que componen a nuestra galaxia y los gradientes de éstos.

En la parte teórica, Carigi (1996) ha elaborado modelos con los cuales predice el gradiente radial sobre el disco galáctico y su evolución en el tiempo. En particular, el gradiente actual para el hierro se puede estimar a partir de la figura 5.d de Carigi (1996), el cual arroja un valor aproximado de -0.12 dex/kpc. Este valor es válido para un radio entre 4 y 20 kpc según se puede ver de la grafica antes mencionada. El signo negativo nos dice que la abundancia del hierro respecto al hidrógeno disminuye conforme nos alejamos del centro galáctico.

Tipo de estudio	$d[M/H]/dR$ [dex]	Referencia
Oxígeno en regiones HII	-0.06	Hawley, 1977
Oxígeno en regiones HII	-0.14	Peimbert et al., 1977
Nitrógeno en regiones HII	-0.10	Hawley, 1977
Nitrógeno en regiones HII	-0.19	Peimbert et al., 1977
Metalicidad de estrellas F	~ 0	Clegg & Bell, 1973
Metalicidad en estrellas dF y dG jóvenes	-0.10	Mayor, 1976
Metalicidad en estrellas dF y dG	-0.05	Mayor, 1976
Metalicidad en estrellas G y K	-0.05	Grenón, 1972
CN en estrellas gG y gK	-0.05	Janes, 1979
CN en estrellas gG y gK	-0.02	Janes & McClure, 1972
Metalicidad en estrellas gG y gK	~ 0	Jennens & Helfer, 1975
Oxígeno en nebulosas planetarias	-0.08	D'Odorico et al., 1976
Oxígeno en nebulosas planetarias	-0.06	Torres-Peimbert & Peimbert, 1977
Nitrógeno en nebulosas planetarias	-0.13	D'Odorico et al., 1976
Nitrógeno en nebulosas planetarias	-0.18	Torres-Peimbert & Peimbert, 1977

Tabla III.2: Gradientes químicos de la Galaxia obtenidos de observaciones de diferentes tipos de objetos recopilados por Janes (1979).

En la parte observacional, se han encontrado gradientes para distintos elementos químicos principalmente mediante el uso de espectros de nebulosas o estrellas. Igualmente se han

hecho algunas investigaciones usando fotometría de bandas en estrellas de campo. De los estudios anteriores se ha determinado la existencia de un gradiente radial en la abundancia de los elementos pesados. En la tabla III.2 se dan algunos gradientes obtenidos con anterioridad, compilados por Janes (1979). Los valores de los gradientes van de 0 a -0.19, y aunque esta es una discrepancia importante entre los distintos resultados, hay acuerdo general en el signo negativo del gradiente, es decir, la abundancia de elementos pesados disminuye al alejarnos del centro galáctico como lo predicen los modelos teóricos.

Existe también un trabajo elaborado por Cameron (1985) que por la similitud con la presente tesis resulta interesante. Usando 38 cúmulos abiertos y sus metalicidades obtenidas con fotometría *UBV* Cameron obtiene el siguiente gradiente,

$$d[\text{Fe}/\text{H}]/dR = -0.11 \pm 0.02 \text{ dex/kpc.}$$

En el presente trabajo se pretende obtener un gradiente de metalicidad contando con una muestra mayor a la usada por Cameron (1985), y ver si es posible obtener un gradiente usando exclusivamente metalicidades determinadas con fotometría *uvby*.

Como en las estrellas de baja masa ($M < 2.5 M_{\odot}$) los elementos de su atmósfera no son alterados por los procesos de nucleosíntesis durante la etapa de secuencia principal, la composición química observada en estas estrellas es la misma que la composición química del medio en que se formaron. Es por esto que las estrellas de tipo F (1.0-1.3 M_{\odot}) son un buen objeto de muestra para el rastreo de las abundancias de elementos pesados en la Galaxia.

IV. Fotometría $uvby\beta$

IV.1. Generalidades

La fotometría en bandas limitadas del espectro electromagnético, escogidas de tal forma que abarquen rasgos espectrales que dependan de parámetros físicos de las estrellas, es utilizada para obtener indicadores de tales parámetros, previa calibración del sistema fotométrico. Varios sistemas fotométricos han sido desarrollados con fines específicos distintos. En este trabajo se utilizará el sistema de bandas de anchura media $uvby$, designadas así por localizarse en las zonas ultravioleta, violeta, azul (blue) y amarillo (yellow) del espectro electromagnético. Este sistema ha sido discutido ampliamente por Bengt Strömgren (1966) y resulta el óptimo para los fines de este trabajo ya que permite la obtención de un índice de metalicidad independiente de otros efectos como la extinción interestelar. Este sistema fotométrico da también un índice de temperatura efectiva y permite determinar el tipo espectral y la clase de luminosidad de las estrellas.

IV.2. Definiciones

Las longitudes de onda centrales y el ancho de banda que definen la transmisión de los filtros del sistema $uvby$ se dan en la tabla IV.1; la transmisión de los filtros se muestra en la figura IV.1. La banda y es la misma que se usa para medir la magnitud visual aparente.

Filtro	λ (Å)	Ancho de banda (Å)
u	3500	380
v	4110	200
b	4670	100
y	5470	200

Tabla IV.1. Parámetros que definen la transmisión de los filtros de la fotometría $uvby$, según Strömgren (1966) (longitud de onda central λ) y M. Golay (1974) (anchos de banda).

Las magnitudes u , v , b y y se definen de la forma habitual de acuerdo a la escala establecida por Pogson; para una banda x dada, la diferencia de magnitudes para dos fuentes con flujos de radiación S_1 y S_2 es:

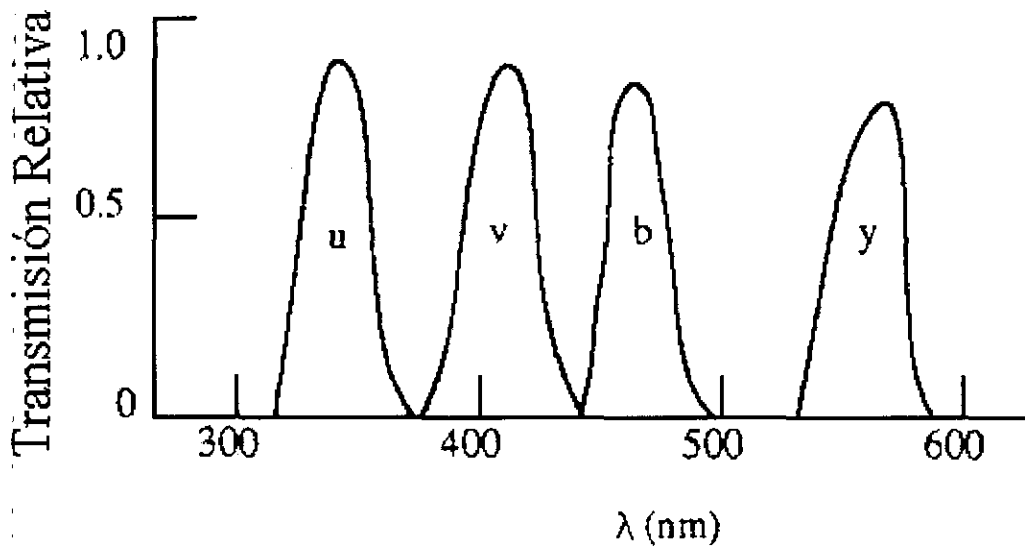


Figura IV.1. Transmisión relativa de los filtros u , v , b , y . Fuente: Birney (1991).

$$m_{x1} - m_{x2} = -2.5 \log (S_1 / S_2)$$

En la fotometría de Strömrgren o $uvby$ los índices de color (es decir, la diferencia entre magnitudes obtenidas con dos filtros distintos) son de gran utilidad, pues dan una medida de la pendiente del espectro entre dos bandas. En la figura IV.2 se muestra un esquema de la forma general de un espectro estelar y la ubicación de las bandas $uvby$. En estrellas frías de tipo F y G hay un bloqueo por líneas metálicas en las bandas b y y que es prácticamente el mismo en ambas, por lo que el índice de color $(b-y)$, insensible a la abundancia de estas líneas mide la pendiente del continuo y es usado como indicador de temperatura efectiva. El filtro v abarca longitudes de onda en las que las líneas metálicas son abundantes, afectando por lo tanto, al índice $(v-b)$. La diferencia de los dos índices de color anteriores mide entonces, el efecto de las líneas metálicas sobre $(v-b)$

respecto al índice no afectado ($b-y$); Strömgren (1966) da el parámetro:

$$m_1 = (v-b) - (b-y)$$

como un índice de metalicidad de las estrellas.

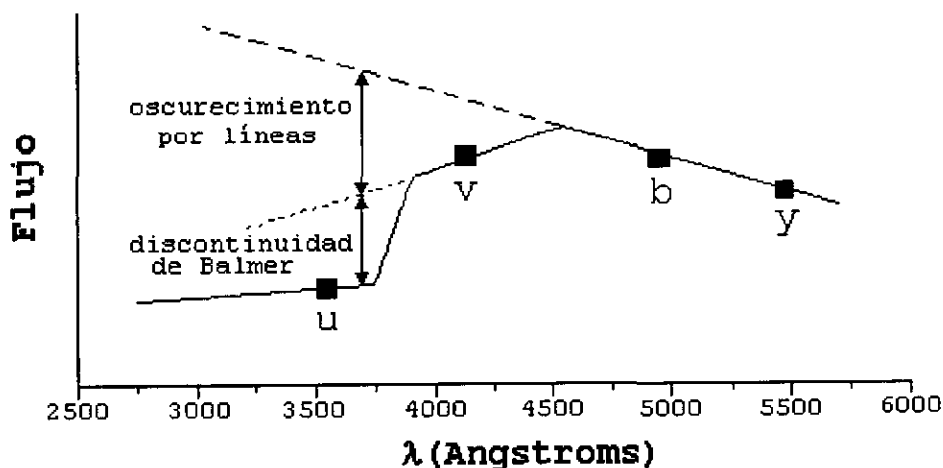


Figura IV.2. Esquema de un espectro estelar mostrando los efectos de la absorción por metales y la discontinuidad de Balmer. Se indican las posiciones centrales de las bandas u , v , b , y . Basado en: Henden (1982).

Las bandas u y v han sido escogidas de tal modo que se encuentran a longitudes de onda adyacentes a 3650 Å y se localizan a ambos costados de la discontinuidad de Balmer que se ubica en esa longitud de onda. El índice de color ($u-v$) da entonces, una medida del cambio de la pendiente del espectro debido a esta discontinuidad. Como este índice de color está afectado por el oscurecimiento por líneas metálicas, se le mide respecto al índice ($v-b$) que como ya se dijo antes, mide este efecto. Strömgren (1966) define la diferencia de índices de color siguiente:

$$c_1 = (u-v) - (v-b)$$

que se usa como una medida de la discontinuidad de Balmer y en el cual se ha contrarrestado el efecto de las líneas metálicas.

Con los tres índices definidos ($b-y$), m_1 y c_1 , podemos hacer una clasificación tridimensional de las estrellas, la cual separa los efectos de la temperatura efectiva, metalicidad y gravedad superficial de las fotosferas estelares (Strömgren, 1966). La separación de estos tres efectos es lo que hace superior a la fotometría *uvby* sobre otros sistemas como el UVB, que no permiten deslindar los efectos de la abundancia de metales de otros factores.

Como los índices $b-y$, c_1 y m_1 son afectados por el enrojecimiento interestelar, es necesario definir parámetros independientes de tal efecto. Suponiendo que se sigue una ley estándar de dependencia con la longitud de onda, tenemos que las extinciones están dadas por (Crawford & Mandwewala, 1976):

$$E(c_1) = 0.20 E(b-y)$$

$$E(m_1) = -0.30 E(b-y)$$

por lo que:

$$\begin{aligned} c_1^0 &= c_1 - E(c_1) = c_1 - 0.20 E(b-y) \\ &= c_1 - 0.20 [(b-y) - (b-y)_0] \end{aligned} \quad \text{---- (1)}$$

Stromgren (1966) define:

$$[c_1] = c_1^0 - 0.20 (b-y)_0 = c_1 - 0.20 (b-y) \quad \text{--- (2)}$$

que es independiente del enrojecimiento. La segunda igualdad de (2) se obtiene de sustituir c_1^0 usando (1). Análogamente:

$$[m_1] = m_1 + 0.30 (b-y)$$

es también independiente del enrojecimiento interestelar.

Un sistema fotométrico usado frecuentemente junto con el *uvby* es el sistema $H\beta$, que mide el ancho equivalente de la línea β del hidrógeno localizada en 4861 Å. La utilidad de este sistema surge del hecho de que el ancho equivalente de la línea β del hidrógeno está relacionado con la clase espectral de las estrellas. Esta línea es muy notoria en el espectro de las estrellas calientes y fácilmente detectable

en casi todas las estrellas.

El sistema $H\beta$ se define como sigue: usando dos filtros centrados en la línea $H\beta$ pero con diferentes anchos de banda el índice β es la diferencia de las magnitudes obtenidas en ambos filtros:

$$\beta = \beta_w - \beta_N$$

Filtro	λ central (Å)	Ancho de banda (Å)
β_w	4850-4890	120-210
β_N	4860-4870	30

Tabla IV.2. Parámetros que definen la transmisión de los filtros de la fotometría $H\beta$. Fuente: Straižys (1992).

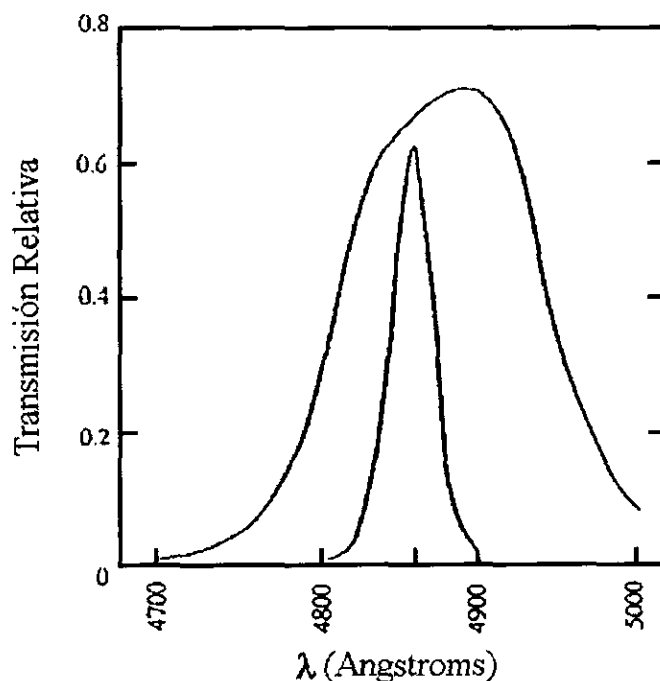


Figura IV.3. Transmisión de los filtros del sistema $H\beta$. Fuente: Birney (1991).

Las longitudes de onda centrales y los anchos de banda varían ligeramente entre diferentes autores, en la tabla IV.2 se dan algunos valores típicos; la transmisión de los mismos se muestra en la figura IV.3. La razón por la cual se requieren dos filtros es que, si se usa sólo uno, un flujo pequeño podría indicar absorción fuerte en $H\beta$ o bien una estrella de poco brillo aparente; el filtro más ancho sirve para medir la intensidad de $H\beta$ respecto al continuo. Este índice tiene la ventaja de que no es afectado por la extinción atmosférica ni por el polvo interestelar, pero su uso se limita a estrellas muy brillantes en las cuales las líneas del hidrógeno sean muy pronunciadas.

IV.3 Calibración del sistema uvby

Para entender fácilmente el funcionamiento del sistema fotométrico de Strömberg es de utilidad analizar el diagrama $[m_1]-[c_1]$ mostrado en la figura IV.4. Se muestra la posición de estrellas de diferentes clases de luminosidad sobre un diagrama; las estrellas de clase V (secuencia principal) se localizan sobre una banda bien delimitada y la posición sobre esta banda determina el tipo espectral. Este resultado es válido sólo para estrellas de Población I con cocientes metal-hidrógeno iguales al valor solar dentro de un factor de 2. Las estrellas de Población II se localizan en la parte inferior derecha del diagrama.

La calibración del sistema uvby depende de la magnitud de la discontinuidad de Balmer, la cual varía con el tipo espectral de las estrellas y alcanza un máximo alrededor de las estrellas de tipo A tempranas. Por lo anterior resulta conveniente dividir la banda de secuencia principal en tres regiones: estrellas de tipo espectral anterior (O-B9), alrededor de (A0-A3) y posterior (A4-M) al máximo de la discontinuidad de Balmer. Solamente en la tercera región existe una correlación clara entre el índice m_1 y la abundancia de líneas metálicas, por lo que sólo ésta se analizará en detalle.

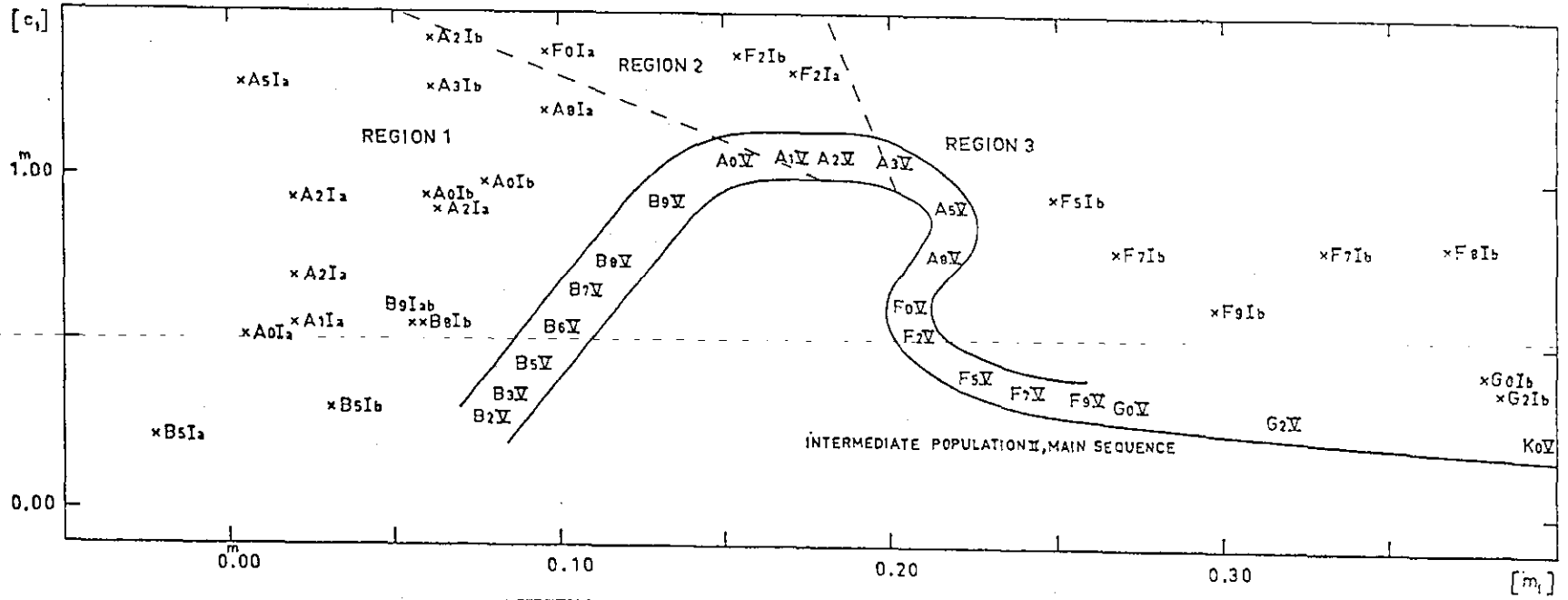


Fig.IV.4. Diagrama $[m_1]$ - $[c_1]$ según Strömgen (1966).

En la región 3 el índice β es útil como indicador de temperatura y por lo tanto de tipo espectral, sin embargo para estrellas más allá del tipo G2 la línea $H\beta$ es muy débil y la banda β_w está muy contaminada por otras líneas por lo que ya no es posible obtener información de ella. A partir del tipo espectral F0 empiezan a aparecer líneas metálicas de absorción cuyo efecto podremos medir con el índice m_1 . Tenemos entonces que para poder contar simultáneamente con un indicador de temperatura y abundancia de líneas metálicas nos debemos restringir a los tipos espectrales entre F0 y G2 en la región 3. Este intervalo corresponde a:

$$2.59^m < \beta < 2.72^m$$

ó

$$0.412^m > (b-y) > 0.222^m$$

Para medir la abundancia de metales (Me) respecto al hidrógeno (H), relativa a la abundancia en el Sol, la metalicidad se define de la forma siguiente:

$$\left[\frac{\text{Me}}{\text{H}} \right] = \log \left(\frac{\text{abundancia de metales}}{\text{abundancia de H}} \right)_{\text{estrella}} - \log \left(\frac{\text{abundancia de metales}}{\text{abundancia de H}} \right)_{\text{Sol}}$$

de donde por definición:

$$\left[\frac{\text{Me}}{\text{H}} \right]_{\text{Sol}} = 0$$

Para la región delimitada por el intervalo en β dado anteriormente, podemos definir el parámetro δm_0 como la diferencia entre la m_1 de la secuencia estándar de las Híadas y el observado para el mismo valor en β (o $b-y$), una vez eliminado el efecto de la extinción interestelar:

$$\delta m_0 = m_{1, \text{Híadas}}(\beta) - m_0$$

$m_{1, \text{Híadas}}(\beta)$ es la relación entre m_1 y β para el cúmulo de las Híadas, dada por Crawford (1975). m_0 es el índice m_1 de la estrella observada, corregido del enrojecimiento interestelar con la expresión dada por Crawford y Mandwewala (1976):

$$m_0 = m_1 + 0.3 E(b-y)$$

Usando estrellas con abundancias químicas determinadas espectroscópicamente por Nissen (1981) y estudios en la abundancia de hierro en las Híadas hechos por Cayrel, Cayrel de Strobel & Campbell (1985), Nissen (1988) encuentra la siguiente calibración para la metalicidad:

$$[Me/H] = - (10.5 + 50(\beta - 2.626)) \delta m_0 + 0.12 \quad [\text{dex}]$$

válida para estrellas de secuencia principal con $2.59 < \beta < 2.72$. Nissen (1988) da una estimación del error promedio en $[Me/H]$ correspondiente a las observaciones de ± 0.10 dex.

Para la determinación de la distancia, se usa el índice δc_0 definido de manera completamente análoga a δm_0 . La magnitud absoluta está dada por (Nissen, 1988),

$$M_V = M_{V,ZAMS}(\beta) - f \delta c_0$$

donde $M_{V,ZAMS}(\beta)$ es la magnitud absoluta correspondiente a una estrella de secuencia principal con la misma β . f es una función dada por,

$$f = 9 + 50\Delta\beta$$

con:

$$\Delta\beta = 2.72 - \beta$$

La magnitud aparente corregida de la absorción interestelar es:

$$V_0 = V - 4.3 E(b-y)$$

y finalmente la distancia a la estrella está dada por:

$$r = 10^{0.2(V_0 - M_V) + 1}$$

Una vez que ya se ha mostrado como se pueden obtener las magnitudes físicas relevantes para el presente trabajo (metalicidad y distancia) a partir de fotometría de Strömbergren, pasamos entonces a los antecedentes del problema particular abordado en este estudio.

V. Datos

V.1. Recabación de datos

Se realizó una recopilación bibliográfica de metalicidades de cúmulos abiertos. Los datos reunidos se separaron en dos grupos: los cúmulos con metalicidades medidas con el sistema fotométrico *uvby* y los cúmulos con metalicidades obtenidas con cualquier otro método.

Las metalicidades obtenidas con métodos distintos a la fotometría *uvby* se obtuvieron del catálogo de cúmulos abiertos de Lynga (1987), tomado de la red electrónica Internet a través de la página del "Centre de Données Astronomiques de Strasbourg". Este catálogo recopila datos de 527 fuentes distintas para 1151 cúmulos, de los cuales 84 tienen metalicidades medidas. Las metalicidades provienen de 21 fuentes. En la tabla V.1 se listan los cúmulos tomados de esta fuente.

Las metalicidades medidas con el sistema *uvby* se obtuvieron de la tabla 2 de Strobel (1991), las medidas por Nissen (1988), Peña & Peniche (1993, 1994) y Peniche et al (1990) y las reportadas por Lynga (1987). La tabla tomada de Strobel (1991) es una recopilación de metalicidades a partir de fotometría *uvby* que es exhaustiva a la fecha de su publicación. Las metalicidades obtenidas con fotometría *uvby* se dan en la tabla V.2. Los cúmulos Pleiades 1, Híadas, NGC 2632, IC 2391, MEL 111, NGC 7092 y a PERSEI aparecen en más de una fuente y sus metalicidades fueron promediadas. Los cúmulos NGC 752, NGC 2516 se eliminaron por tener metalicidades determinadas por distintos autores con diferencias mayores a 0.1 dex que es el error aproximado que se espera de las observaciones (Nissen, 1988).

Para las dos listas las coordenadas galácticas de los cúmulos y sus distancias heliocéntricas se tomaron del catálogo de Lynga (1987).

V.2. Tablas y referencias

En las páginas siguientes se dan las dos tablas (tablas V.1 y V.2) de cúmulos recopilados en orden creciente de ascensión recta. En ambas tablas la primera columna es el número de catálogo del cúmulo, la segunda y la tercera la longitud y latitud galáctica correspondientemente, en grados, la cuarta columna es la distancia al Sol en kiloparsecs, la quinta la distancia al centro de la Galaxia proyectada sobre el disco galáctico en kpc. La sexta columna es la metalicidad en dex y la séptima la referencia de donde se obtuvo la metalicidad. La distancia al centro de la Galaxia se calculó a partir de las columnas 2, 3 y 4.

Tabla V.1. Metalicidades de los cúmulos reportados por Lynga (1987).

Nombre	l (grad)	B (grad)	D (kpc)	R (kpc)	[Fe/R] (dex)	Ref.
NGC 188	122.7	22.46	1.550	9.353	-0.06	3
NGC 559	127.1	0.75	0.900	9.071	-0.76	12
NGC 752	137.1	-23.36	0.400	8.772	-0.21	18
NGC 1039	143.6	-15.60	0.440	8.844	-0.26	2
NGC 1245	146.6	-8.93	2.300	10.472	0.14	14
MEL 20	146.9	-7.11	0.170	8.641	0.10	2
NGC 1342	154.9	-15.38	0.550	8.983	-0.13	2
NGC 2099	177.6	3.09	1.350	9.847	0.01	14
NGC 1528	152.0	0.27	0.800	9.213	-0.10	2
NGC 1817	186.1	-13.13	1.750	10.195	-0.26	2
BERK 19	176.9	-3.59	4.000	12.488	-0.50	4
NGC 1907	172.6	0.30	1.380	9.869	-0.10	14
NGC 1912	172.2	0.70	1.320	9.808	-0.11	12
KING 8	176.4	3.12	3.500	11.989	-0.50	4
NGC 2141	198.0	-5.79	4.400	12.733	-0.46	14
NGC 2158	186.6	1.76	4.900	13.376	-0.60	9
NGC 2204	226.0	-16.07	3.100	10.783	-0.58	2
NGC 2232	214.3	-7.65	0.400	8.829	-0.20	13
NGC 2243	239.5	-17.97	3.580	10.640	-0.55	10
NGC 2281	175.0	17.06	0.500	8.975	-0.04	2
NGC 2324	213.4	3.31	2.900	11.031	-0.13	2
NGC 2335	223.6	-1.27	1.000	9.248	0.20	5
NGC 2343	224.3	-1.16	1.000	9.241	-0.20	5
NGC 2360	229.8	-1.42	1.630	9.632	-0.13	10
MEL 66	259.6	-14.29	3.950	9.931	-0.36	3
NGC 2423	230.4	3.55	0.870	9.077	-0.04	14
MEL 71	228.9	4.51	2.800	10.545	-0.29	14
NGC 2420	198.1	19.65	2.300	10.580	-0.61	3
NGC 2447	240.0	0.15	1.100	9.098	0.00	8
NGC 2477	253.5	-5.83	1.300	8.951	0.04	17
NGC 2482	241.6	1.97	0.800	8.907	0.12	7
NGC 2506	230.5	9.91	2.750	10.431	-0.55	10
NGC 2527	246.1	1.89	0.600	8.759	0.00	5
NGC 2539	233.7	11.12	1.280	9.297	-0.20	6
NGC 2546	254.9	-1.98	1.000	8.813	0.30	5
NGC 2548	227.9	15.37	0.610	8.904	0.10	5
NGC 2567	249.8	2.98	1.700	9.224	0.20	5
NGC 2571	249.1	3.54	2.100	9.452	0.08	2
NGC 2660	265.8	-3.03	2.100	8.900	0.06	14
NGC 2682	215.5	31.72	0.720	9.004	-0.10	1

Tabla V.1. (Continuación).

Nombre	l (grad)	B (grad)	D (kpc)	R (kpc)	[Fe/R] (dex)	Ref.
NGC 3114	283.3	-3.83	0.900	8.338	0.01	14
IC 2602	289.6	-4.90	0.155	8.449	-0.20	2
NGC 3960	294.4	6.18	1.660	7.961	-0.30	11
NGC 5316	310.2	0.12	1.120	7.824	0.01	14
NGC 5617	314.6	-0.10	1.200	7.704	-0.51	12
NGC 5822	321.7	3.58	0.760	7.919	-0.07	10
NGC 5823	321.1	2.46	1.260	7.561	-0.13	11
NGC 6025	324.5	-5.97	0.840	7.834	0.23	2
NGC 6134	334.9	-0.19	0.790	7.792	0.25	14
NGC 6259	341.9	-1.52	0.770	7.772	0.29	14
NGC 6281	347.8	2.01	0.600	7.915	0.10	2
NGC 6405	356.5	-0.70	0.600	7.902	0.10	2
NGC 6633	36.0	8.28	0.320	8.246	-0.11	3
IC 4725	13.5	-4.48	0.560	7.958	-0.06	2
IC 4756	36.3	5.26	0.400	8.182	0.04	16
NGC 6705	27.3	-2.77	1.720	7.018	0.10	2
NGC 6716	15.3	-9.59	0.600	7.931	-0.28	2
NGC 6791	70.0	10.96	5.200	8.285	0.04	3
NGC 6819	73.9	8.47	2.200	8.171	-0.11	3
NGC 6885	65.5	-4.07	0.590	8.273	-0.16	3
NGC 6939	95.8	12.30	1.250	8.710	-0.11	3
NGC 6940	69.9	-7.16	0.800	8.261	0.04	2
NGC 7082	91.1	-2.95	1.400	8.642	0.03	2
NGC 7142	105.4	9.45	1.000	8.813	-0.11	3
NGC 7261	104.0	0.86	0.900	8.761	-0.46	12
NGC 7789	115.4	-5.36	1.900	9.468	-0.10	15

Referencias:

- (1) Burstein *et al.* (1986)
- (2) Cameron (1985)
- (3) Canterna *et al.* (1986)
- (4) Christian (1984)
- (5) Claria (1985)
- (6) Claria (1986)
- (7) Eggen (1979)
- (8) Eggen (1983a)
- (9) Hardy (1981)

- (10) Hirshfeld et al. (1978)
- (11) Janes (1981)
- (12) Jennens & Helfer (1975)
- (13) Pastoriza & Ropke (1983)
- (14) Patenaude (1978)
- (15) Pilachowski (1985)
- (16) Smith (1983)
- (17) Smith & Hesser (1983)
- (18) Twarog (1983)

Tabla V.2. Metalicidades de cúmulos determinadas con fotometría uvby.

Nombre	L (grad)	b (grad)	D (kpc)	R (kpc)	[Fe/R] (dex)	Ref.
BLANCO 1	14.9	-79.26	0.190	8.466	0.01	3,1
PLEIADES	166.5	-23.53	0.125	8.610	0.055	8
NGC 1502	143.6	+7.62	0.950	9.275	0.16	6
HIADAS	180.0	-22.40	0.48	8.544	0.125	8,1
NGC 1662	187.7	-21.12	0.391	8.869	0.215	11
NGC 2112	205.9	-12.61	0.818	9.299	-1.3	7
NGC 2264	202.9	+2.20	0.750	9.194	-0.09	2
NGC 2287	231.1	-10.23	0.740	8.975	-0.10	8
NGC 2301	212.5	+0.28	0.750	9.141	0.04	8
COLL 140	245.1	-7.87	0.300	8.628	0.055	3
NGC 2422	230.9	+3.13	0.480	8.810	0.11	8
NGC 2451	252.4	-6.72	0.220	8.568	-0.475	3
COLL 173	261.3	-8.06	0.330	8.555	-0.06	3
NGC 2547	264.5	-8.55	0.400	8.546	-0.155	3
NGC 2632	205.5	+32.52	0.180	8.636	0.095	8,1
IC 2581	284.6	+0.01	1.660	8.240	0.15	6
NGC 3293	285.8	+0.07	2.600	8.181	0.15	6
NGC 3680	286.7	+16.93	0.800	8.311	0.09	8
MEL 111	221.2	+84.01	0.86	8.506	-0.016	8,10,1
NGC 6067	329.7	-2.20	2.100	6.770	0.20	6
IC 4651	340.0	-7.88	0.710	7.843	0.18	8
IC 4665	30.6	+17.08	0.430	8.149	-0.11	1
NGC 6475	355.8	-4.53	0.240	8.261	0.02	8
NGC 7062	89.9	-2.72	1.900	8.707	-0.352	602
NGC 7209a	95.5	-7.34	0.763	8.606	0.242	11
NGC 7209b	95.5	-7.34	1.194	8.694	0.079	11
A PERSEI	146.5	-5.86	0.610	9.013	0.025	8,1

Referencias:

- (1) Nissen (1979)
- (2) Philip et al. (1976)
- (3) Lynga & Wrandemark (1984)
- (4) Eggen (1983a)
- (5) Eggen (1983b)
- (6) Eggen (1985)
- (7) Richtler (1985)
- (8) Nissen (1988)
- (9) Peniche et al. (1990); (Paper I)
- (10) Peña & Peniche (1993); (Paper III)
- (11) Peña & Peniche (1994); (Paper IV)

VI. Resultados

VI.1. Distribución espacial

Para tener una idea clara de la distribución de la muestra de cúmulos recabada, en la figura VI.1 se muestra la posición de los cúmulos proyectada sobre el plano del disco galáctico y sobre un plano perpendicular a éste y que pasa por el centro de la Galaxia y el Sol. Los cúmulos con fotometría *uvby* se muestran como cuadros sólidos y los cúmulos con metalicidades distintas a *uvby* como cuadros vacíos. En el sistema de coordenadas usado, el eje X coincide con una línea radial al disco galáctico que pasa por el Sol; el centro de la Galaxia está en la dirección negativa del eje X a 8.5 kpc. El eje Z es perpendicular al disco galáctico.

La distribución espacial de los cúmulos muestra algunos rasgos interesantes. La tendencia de los cúmulos abiertos a ubicarse cerca al disco de la Galaxia es muy clara; de los 93 cúmulos recabados sólo 6 ($\approx 6\%$) se encuentran a más de 0.5 kpc del disco galáctico. También puede apreciarse que la muestra se concentra en la vecindad cercana al Sol; aunque en la proyección en el plano X-Y los 93 cúmulos se encuentran dentro de un área de unos 4 kpc de radio, 44 de ellos ($\approx 47\%$) se encuentran dentro de un círculo de 0.5 kpc de radio alrededor del Sol. Esto se debe muy probablemente a la absorción de radiación por el material interestelar que se encuentra en el disco galáctico y que dificulta la observación de los objetos lejanos, favoreciendo a que se tenga una muestra concentrada hacia el Sol.

Algunos autores han usado a los cúmulos abiertos, junto con regiones HII, estrellas de campo jóvenes, y asociaciones estelares OB como trazadores de la estructura espiral del disco galáctico. En la figura VI.2 se muestra la estructura espiral encontrada por Becker y Contopoulos (1970) usando cúmulos estelares jóvenes y regiones HII. En contraste, los cúmulos usados en este trabajo no muestran de manera obvia la estructura espiral del disco galáctico. Sin embargo debe considerarse que los cúmulos trazadores de la estructura espiral son cúmulos jóvenes y aquí no se ha hecho ninguna selección de acuerdo a la edad. Queda sugerido para trabajos posteriores el estudio detallado de la estructura espiral de

la Galaxia haciendo una selección de cúmulos abiertos basada en la edad, propiedades cinemáticas y distancia perpendicular al plano galáctico de la muestra. Cameron (1985) reporta reconocer el trazo de tres brazos espirales a partir de cúmulos abiertos en una vecindad de 2 kpc de radio alrededor

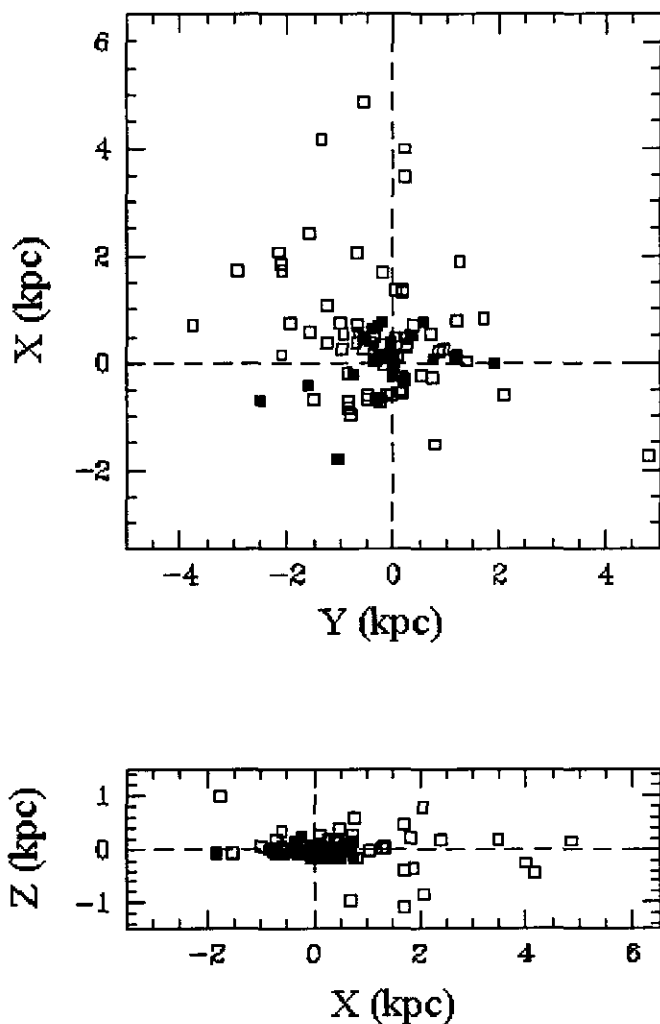


Figura VI.1. Distribución espacial de los cúmulos abiertos con metalicidades obtenidas con fotometría uvby (cuadros sólidos) y con métodos distintos (cuadros huecos). La gráfica superior es la proyección sobre el plano galáctico y la gráfica inferior es una proyección perpendicular a este que pasa por el centro de la Galaxia y el Sol. El Sol se encuentra en el origen de este sistema de coordenadas (cruce de las líneas punteadas) y el centro de la Galaxia a 8.5 kpc sobre la dirección negativa del eje X.

del Sol, sin embargo su muestra no es muy grande (38 cúmulos), se concentra principalmente a distancias menores de 1 kpc del Sol y sólo hace una selección de los cúmulos con $Z < 800$ pc.

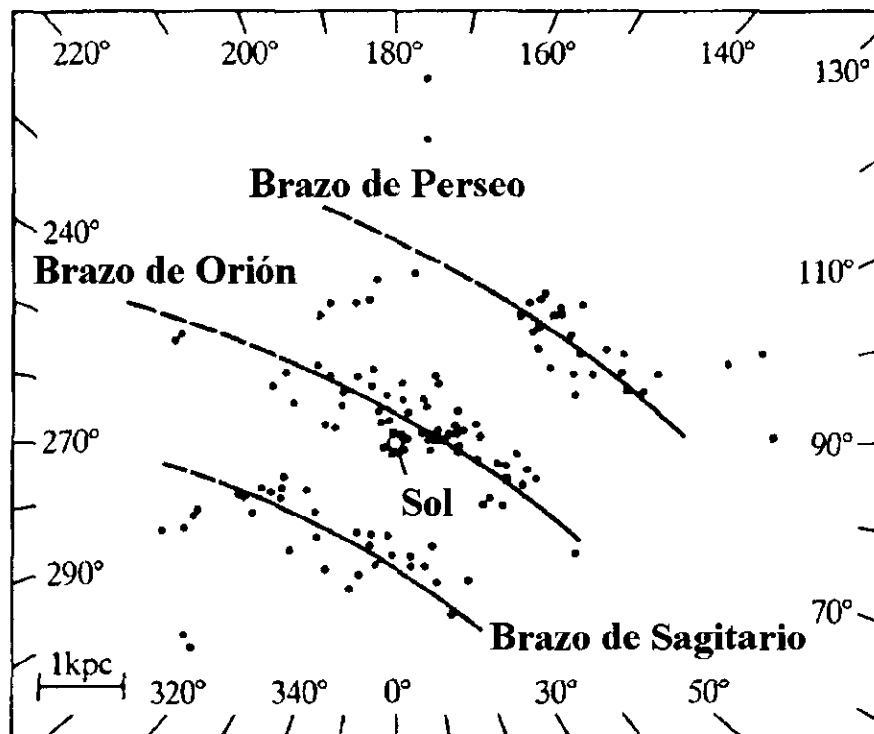


Figura VI.2. Localización de los brazos espirales en la vecindad del Sol determinada a partir de cúmulos estelares jóvenes y regiones HII según Becker & Contopoulos (1970). La escala del borde da la longitud galáctica, en la cual el Sol se encuentra en el centro de coordenadas polares.

VI.2. Gradiente de metalicidad

De acuerdo a los modelos de la evolución química de la Galaxia expuestos en la sección II.1.4, es de esperarse que cerca del plano de la misma se tenga una simetría cilíndrica en la distribución de los elementos químicos. Por lo anterior, la manera natural de buscar una relación entre la metalicidad y la posición en el disco galáctico es mediante

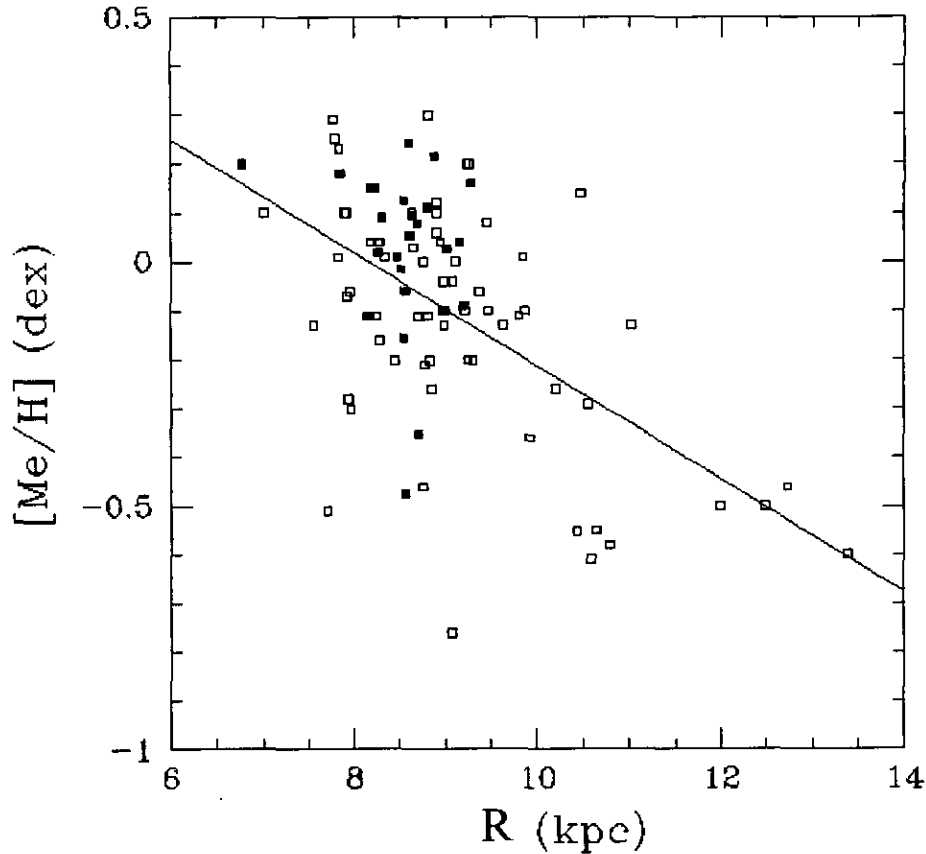


Figura VI.3. Metalicidad contra distancia al centro de la Galaxia proyectada sobre el plano galáctico. Los cúmulos con metalicidades fotométricas *uvby* se representan con cuadros sólidos y los cúmulos con otros tipos de metalicidades con cuadros huecos. La recta mostrada es el ajuste lineal por mínimos cuadrados de los puntos ($[Me/H] = -0.12R + 0.94$, R en kpc y $[Me/H]$ en dex).

una dependencia con la distancia al centro de la Galaxia. En la figura VI.3 se grafica la metalicidad contra la distancia al centro galáctico proyectada sobre el plano de la Galaxia R . Cada cúmulo de la muestra se representa por un cuadro, usando la misma simbología que en la figura VI.1. A pesar de la dispersión de los datos, se nota que la metalicidad tiende a disminuir con la distancia radial. Para mostrar esta tendencia más claramente podemos agrupar a los cúmulos en intervalos en R uniformes y asociar a cada grupo una R y una metalicidad promedio. En las tablas VI.1 y VI.2 se dan los resultados de agrupar a los cúmulos en 4 y 7 conjuntos. En la primera columna se dan los intervalos en R en que se

agruparon los cúmulos, en la segunda el número de cúmulos contenidos en cada intervalo en la tercera y cuarta columna se dan el promedio de R y su desviación estándar respectivamente, la quinta y sexta columna dan el promedio y desviación estándar de la metalicidad. Los datos de estas tablas se grafican en la figura VI.4. En ambas gráficas se ve claramente como el promedio de las metalicidades disminuye con R , sin depender de la forma en que agrupamos los cúmulos.

Intervalo (kpc)	No. de cúmulos	R (kpc)	$\sigma(R)$ (kpc)	[Me/H] (dex)	$\sigma([Me/H])$ (dex)
$6.0 \leq R < 8.0$	3	7.714	0.340	0.01	0.22
$8.0 \leq R < 10.0$	9	8.846	0.442	-0.06	0.23
$10.0 \leq R < 12.0$	66	10.741	0.493	-0.37	0.24
$12.0 \leq R < 14.0$	15	12.866	0.374	-0.52	0.06

Tabla VI.1. Promedios y desviaciones estándar de las distancias radiales y las metalicidades para una división en cuatro grupos de los cúmulos de las tablas V.1 y V.2.

Intervalo (kpc)	No. de cúmulos	R (kpc)	$\sigma(R)$ (kpc)	[Me/H] (dex)	$\sigma([Me/H])$ (dex)
$6.5 \leq R < 7.5$	2	6.894	0.124	0.15	0.05
$7.5 \leq R < 8.5$	2	8.064	0.239	-0.01	0.18
$8.5 \leq R < 9.5$	5	8.912	0.265	-0.06	0.26
$9.5 \leq R < 10.5$	8	10.023	0.287	-0.17	0.20
$10.5 \leq R < 11.5$	47	10.716	0.177	-0.43	0.19
$11.5 \leq R < 12.5$	27	12.238	0.249	-0.50	0.00
$12.5 \leq R < 13.5$	2	13.054	0.321	-0.53	0.07

Tabla VI.2. Promedios y desviaciones estándar de las distancias radiales y las metalicidades para una división en siete grupos de los cúmulos de las tablas V.1 y V.2.

Para obtener el gradiente de metalicidad radial en el disco galáctico se hicieron ajustes lineales por mínimos cuadrados de los puntos graficados en las figuras VI.3 y VI.4. Los resultados de estos ajustes se dan en la tabla VI.3. La primera columna muestra la tabla donde se listan los

datos ajustados, la segunda da el número de intervalos en que se dividió la muestra y la tercera columna el gradiente de metalicidad obtenido y su incertidumbre.

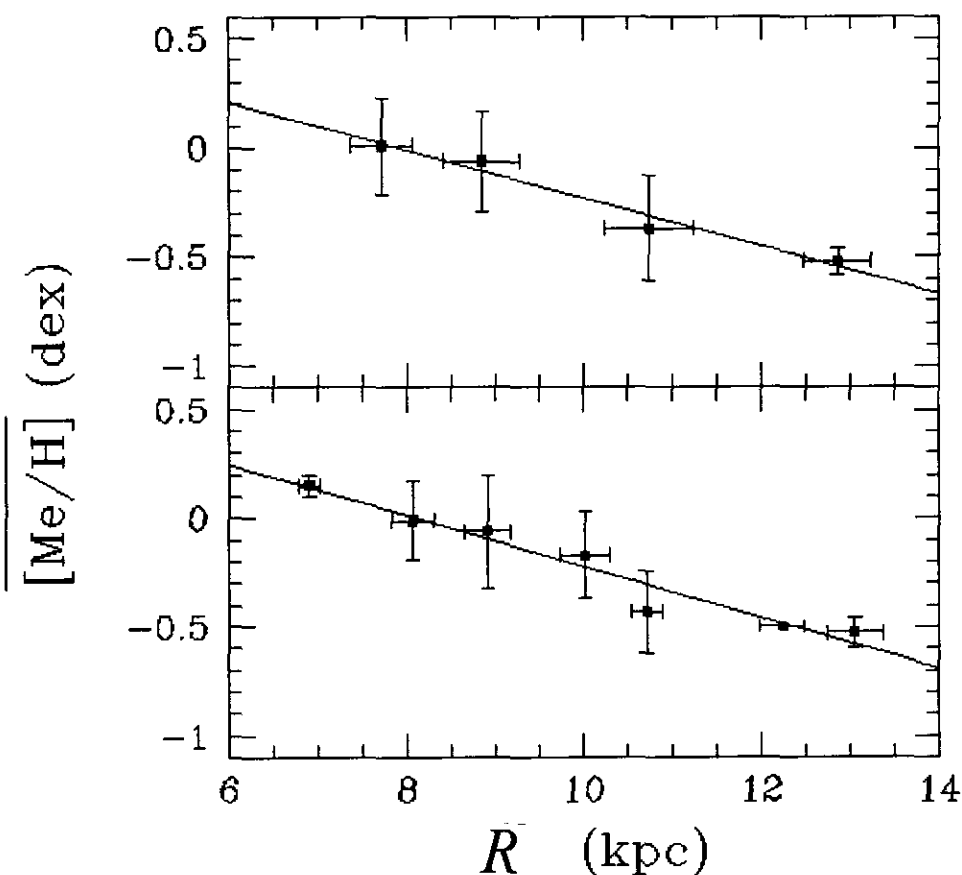


Figura VI.4. Promedios de las metalicidades y las distancias galactocéntricas proyectadas sobre el disco galáctico para dos modos distintos de agrupar la muestra. En la gráfica de arriba la muestra se dividió en 4 intervalos en R y en la gráfica de abajo en 7 intervalos. Las rectas mostradas son los ajustes lineales por mínimos cuadrados para cada conjunto de puntos ($[Me/H] = -0.11 R + 0.87$ para la gráfica de arriba y $[Me/H] = -0.12 R + 0.95$ para la de abajo, R en kpc y $[Me/H]$ en dex).

Datos ajustados	Num. de grupos	Gradiente (dex/kpc)
Tablas V.1 y V.2	1	-0.12±0.02
Tabla VI.1	4	-0.11±0.01
Tabla VI.2	7	-0.12±0.01

Tabla VI.3. Gradientes de metalicidad obtenidos al ajustar los datos de las tablas V.1 y V.2, VI.1 y VI.2.

Los tres ajustes son consistentes entre sí mostrando la independencia al modo de agrupar los cúmulos, en las figuras VI.3 y VI.4 se muestran las rectas ajustadas. La incertidumbre del primer ajuste es mayor debido a la dispersión de los puntos (gráfica VI.3). Podemos tomar entonces, como valor final para el gradiente, el obtenido al ajustar los valores de cada cúmulo sin agruparlos,

$$d[\text{Me}/\text{H}] / dR = -0.12 \pm 0.02 \text{ dex/kpc.}$$

Comparando con los gradientes obtenidos por otros autores (ver tabla III.2) vemos que nuestro valor cae dentro del intervalo abarcado por la variedad de resultados anteriores, en particular es muy consistente con el gradiente para el oxígeno en regiones HII obtenido por Peimbert et al. (1977), el obtenido por Hawley (1977) para nitrógeno en regiones HII, el obtenido por Mayor (1976) para la metalicidad en estrellas de campo dF y dG jóvenes y el obtenido por D'Odorico et al. (1976) para el nitrógeno en nebulosas planetarias. En general, todos los resultados coinciden con el signo negativo del gradiente, aunque dos de ellos (Clegg & Bell (1973) y Jennens & Helfer (1975)) no detectan gradiente alguno. Es notable la total concordancia con el gradiente obtenido observacionalmente por Cameron (1985) (no incluido en la tabla III.2) y con el gradiente en hierro obtenido teóricamente por Carigi (1996) (ver sección III.2). Las diferencias con algunos de los trabajos anteriores pueden entenderse considerando que los gradientes de los distintos elementos químicos no deben ser necesariamente iguales y considerando también las diferencias en los tipos de objetos usados. Para determinar con mayor precisión si las diferencias en los gradientes son reales o no, se requiere un estudio más profundo de cada uno de los elementos químicos considerados (como por ejemplo la dependencia de los cocientes de las abundancias de dos

elementos distintos con la distancia galactocéntrica) y de cada tipo de objetos.

Objeto	RA (grados)	DEC (grados)	L (grados)	B (grados)	D (kpc)	R (kpc)	mag
NGC 581	22.475	+60.450	128.02	-1.76	2.70	10.38	6.9
NGC 869	33.875	+56.917	134.63	-3.72	2.20	10.16	4.3
NGC 1605	67.850	+45.150	158.61	-1.58	2.80	11.15	11.0
NGC 1664	71.875	+43.617	161.66	-0.44	1.20	9.64	7.2
NGC 1893	79.850	+33.350	173.59	-1.70	4.00	12.48	7.8
NGC 1960	83.200	+34.100	174.52	1.04	1.27	9.76	6.5
NGC 2175	91.700	+20.333	190.20	0.42	1.95	10.42	6.8
NGC 2236	96.750	+06.867	204.37	-1.69	3.40	11.68	11.6
NGC 2244	97.425	+04.900	206.42	-2.02	1.70	10.05	5.2
NGC 2251	98.000	+08.400	203.60	0.13	1.55	9.94	8.8
NGC 2129	89.500	+23.300	186.61	0.13	2.00	10.49	7.0
NGC 6200	250.125	-47.367	338.00	-1.09	2.40	6.34	8.0
NGC 6204	250.700	-46.917	338.59	-1.08	2.60	6.15	8.4
NGC 6231	252.625	-41.700	343.47	1.22	2.00	6.61	3.4
TRUMP 26	261.325	-29.433	357.53	2.86	2.80	5.71	9.5
NGC 6383	262.875	-32.517	355.68	0.05	1.38	7.12	5.4
TRUMP 27	263.225	-33.433	355.07	-0.70	1.65	6.86	9.1
NGC 6531	270.400	-22.483	7.72	-0.44	1.30	7.21	7.2
NGC 6604	273.825	-12.233	18.26	1.69	1.64	6.96	7.5
NGC 6603	273.875	-18.417	12.86	-1.32	2.88	5.73	11.1
NGC 6611	274.000	-13.783	16.99	0.79	2.50	6.15	6.5
NGC 6613	274.250	-17.133	14.15	-1.01	1.20	7.34	7.5
NGC 6664	278.500	-08.250	23.95	-0.50	1.37	7.27	8.5
NGC 6755	286.325	+04.150	38.55	-1.70	1.50	7.39	8.6

Tabla VI.4. Cúmulos propuestos para su observación en trabajos posteriores.

Aunque en este trabajo se presta especial atención a las metalicidades determinadas con fotometría uvby, no se puede determinar un gradiente partiendo de los cúmulos con este tipo de observaciones debido a que la dispersión de las metalicidades y la poca extensión abarcada en la distancia al centro de la Galaxia no permiten distinguir una relación clara entre $[Me/H]$ y R. Sin embargo las metalicidades uvby tienen buena concordancia con las demás metalicidades y la obtención de datos que permitan obtener un gradiente únicamente con fotometría uvby es viable. En la tabla VI.4 se da una lista de 24 cúmulos que se proponen para la obtención

de sus metalicidades con fotometría *uvby*. Estos cúmulos han sido seleccionados bajo los siguientes criterios:

1) Que su distancia al Sol sea conocida y que su distancia galactocéntrica sea menor que 7.5 kpc o mayor que 9.5 kpc de tal modo que cubran las carencias de la muestra actual.

2) Que su distancia al plano de la Galaxia sea menor que 0.2 kpc.

3) Que su declinación sea mayor que -30° para que sea posible su observación desde el Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir.

4) Que sean suficientemente brillantes para ser observables con el equipo disponible en el Observatorio

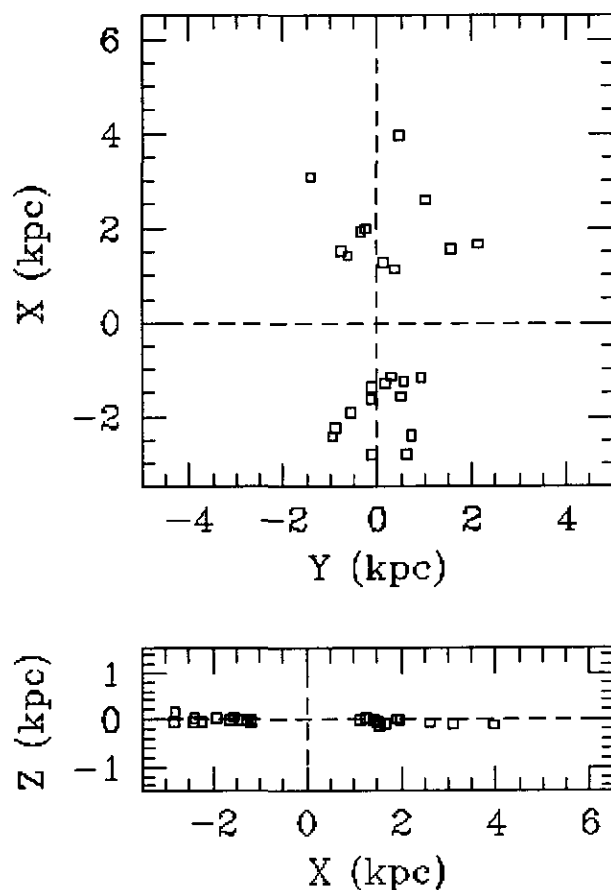


Figura VI.5. Distribución espacial de los cúmulos propuestos para su observación en trabajos futuros. El sistema de referencia es el mismo que en la figura VI.1. Sus parámetros se dan en la tabla VI.4.

Astronómico Nacional (magnitud visual aparente menor que 12 mag).

5) Se da preferencia a los cúmulos que se encuentran más cercanos a la línea que pasa por el centro de la Galaxia y el Sol.

La primera columna de la tabla VI.4 da el nombre del cúmulo, la segunda y tercera columna dan la posición del cúmulo en coordenadas ecuatoriales, la cuarta y quinta columna dan la posición en coordenadas galácticas, la sexta columna da la distancia del cúmulo al Sol, la séptima columna da la distancia del cúmulo al centro de la Galaxia proyectada sobre el plano galáctico calculada a partir de las tres columnas anteriores y la octava la magnitud visual total del cúmulo. En la figura VI.5 se muestra la distribución espacial de los cúmulos propuestos. El sistema de referencia es el mismo que el usado en la figura VI.1. Aunque no fue posible extender la muestra hacia el exterior de la Galaxia (X positivos), hacia el centro de la misma (X negativos) se puede avanzar aproximadamente 1 kpc más. El cúmulo más alejado del plano galáctico es NGC 869 con $Z=-142$ pc, por lo que los efectos de un gradiente en Z pueden despreciarse en los cúmulos seleccionados.

**ESTA TESIS NO DEBE
SALIR DE LA BIBLIOTECA**

VII. Conclusiones

Usando metalicidades de cúmulos abiertos obtenidas mediante distintos métodos observacionales se obtuvo un gradiente de metalicidad en el disco galáctico. El valor obtenido para este gradiente es de $d[\text{Me}/\text{H}]/dR = -0.12 \pm 0.02$ dex/kpc en completa concordancia con los trabajos observacionales y teóricos anteriores de diversos autores. En especial nótese la perfecta compatibilidad con el gradiente de metalicidad (UBV) obtenido por Cameron (1985) usando cúmulos abiertos, $d[\text{Me}/\text{H}]/dr = -0.11 \pm 0.02$ dex/kpc y el gradiente para hierro predicho teóricamente por Carigi (1996) $d[\text{Fe}/\text{H}]/dr = -0.12$ dex/kpc

La dispersión de las metalicidades de la figura VI.3 puede explicarse considerando la presencia de cúmulos de distintas edades. Los cúmulos más viejos, que esperamos encontrar en menor número suponiendo que algunos de estos se pierden por evaporación, tendrán metalicidades más bajas. Por el contrario, los cúmulos más jóvenes (que podemos esperar existan en mayor cantidad que los viejos si se asume que la tasa de formación de cúmulos no cambia o cambia muy poco con el tiempo) tendrán metalicidades más altas. Considerando lo anterior, podemos esperar que en una gráfica de $[\text{Me}/\text{H}]$ contra R , se tenga un límite superior en el cual la muestra se corte de manera más o menos bien delineada por los cúmulos más jóvenes. La presencia de distintas poblaciones de cúmulos se manifestaría como una dispersión debajo de este límite con una menor cantidad de objetos conforme nos alejamos del límite superior. Este comportamiento es muy parecido al de la gráfica de la figura VI.3, sin embargo hace falta un estudio que considere la edad de los cúmulos para determinar con certeza si la dispersión se debe sólo a este efecto.

Con los datos disponibles en la actualidad no es posible obtener una estimación para el gradiente de metalicidad a partir de fotometría uvby debido a la dispersión de las metalicidades y a lo reducido del intervalo en distancia galactocéntrica abarcado por la muestra. Se propone una lista de 24 cúmulos abiertos con los cuales se puede mejorar el mapeo en distancia galactocéntrica y penetrar 1 kpc más hacia el centro de la Galaxia. La posición espacial de estos cúmulos los hace observables desde el Observatorio

Astronómico Nacional ubicado en la Sierra de San Pedro Mártir con el equipo con que se cuenta actualmente.

Quedan diferentes líneas de investigación a desarrollar a partir del presente trabajo como son: realizar una selección más minuciosa de los cúmulos considerados mediante sus propiedades cinemáticas, considerar el efecto de un gradiente perpendicular al disco galáctico, considerar la dependencia de la metalicidad con la edad y aumentando el número de cúmulos considerados con la realización de nuevas observaciones. Queda como propuesta de este trabajo la realización de los puntos antes mencionados en investigaciones posteriores.