

La evolución química del disco de la Galaxia a partir de los cúmulos estelares

Juan Carbajo Hijarrubia



UNIVERSITAT DE
BARCELONA

Fotografías de la cubierta:

NGC 891 y M11

Juan Carbajo Hijarrubia
Domicio Carbajo Regueras

Diseño:

Elena Rodríguez Hernández

Observatorio Astronómico Zaidí

carbajo.fly.dev

Tesis Doctoral

La evolución química del disco de la Galaxia a partir de los cúmulos estelares

Juan Carbajo Hijarrubia

DIRECTORES:

Dr. Ricardo Jesús Carrera Jiménez

Dra. Laia Casamiquela Floriach



UNIVERSITAT DE
BARCELONA

La evolución química del disco de la Galaxia a partir de los cúmulos estelares

Memoria presentada para optar al grado de doctor
por la Universidad de Barcelona

Programa de Doctorado en Física

AUTOR:

Juan Carbajo Hijarrubia

DIRECTORES:

Dr. Ricardo Jesús Carrera Jiménez

Dra. Laia Casamiquela Floriach

TUTOR:

Dr. Alberto Manrique Oliva

Departament de Física Quàntica i Astrofísica
Barcelona, 16 de diciembre de 2023



UNIVERSITAT DE
BARCELONA

A mi familia y amigos

Agradecimientos

Quisiera hacer llegar mi sincero agradecimiento a todas las personas que contribuyeron a la realización de esta tesis.

En primer lugar, quiero expresar mi gratitud a mis directores de tesis, Dr. Ricardo Carrera y Dra. Laia Casamiquela, así como a Dra. Carme Jordi y Dra. Lola Balaguer quienes de facto también han supervisado mi tesis. Quiero agradeceros vuestra dedicación y paciencia, incluso en los momentos en que he perdido la perspectiva.

Agradezco también a todo el grupo *Gaia* de la UB y a los compañeros con los que he tenido el placer de compartir esta etapa en Barcelona.

Quiero asimismo transmitir un agradecimiento especial a mi familia por su apoyo durante este periodo.

Finalmente, agradezco a Elena Rodríguez por haberme ayudado en los momentos difíciles y haber celebrado conmigo los buenos.

Índice general

Abstract	xxiii
Resumen	xxvii
1 Introducción	1
1.1 Arqueología galáctica	1
1.2 Nucleosíntesis de los elementos químicos	3
1.3 Evolución química del disco galáctico	6
1.4 Cúmulos abiertos	9
1.5 Objetivos de la tesis	11
1.6 Esquema de la tesis	12
2 Observaciones y reducción de datos	13
2.1 OCCASO	13
2.1.1 Instrumentación	14
2.1.2 Criterios de selección y cúmulos estudiados	14
2.1.3 Reducción de datos	22
2.2 MEGARA@GTC	27
2.2.1 Instrumentación	27
2.2.2 Estrategia observacional	31
2.2.3 Reducción de datos	32
2.3 Conclusiones	33
3 Análisis cinemático	35
3.1 Determinación de la velocidad radial	35
3.1.1 OCCASO	35
3.1.2 MEGARA@GTC	39
3.2 Membresía y velocidad radial media de los cúmulos	41
3.3 Cinemática	47
3.3.1 Velocidad radial respecto al GSR y RSR	47
3.3.2 Velocidad espacial con respecto al GSR y RSR	50

3.3.3	Cálculo orbital	50
3.4	Conclusiones	63
4	Determinación de abundancias químicas	65
4.1	OCCASO	65
4.1.1	Métodos de análisis	66
4.1.2	Selección de las líneas espectrales	71
4.1.3	Parámetros atmosféricos	74
4.1.4	Abundancias químicas	78
4.2	MEGARA@GTC	85
4.2.1	Selección de las líneas espectrales	85
4.2.2	Parámetros atmosféricos	85
4.2.3	Abundancias químicas	85
4.3	Conclusiones	89
5	Abundancia química en el disco galáctico	91
5.1	Abundancia respecto a $[\text{Fe}/\text{H}]$	92
5.2	Dependencia de la abundancia con la edad	99
5.3	Gradientes radiales	107
5.3.1	Gradiente de $[\text{Fe}/\text{H}]$	107
5.3.2	Gradientes de $[\text{X}/\text{Fe}]$	109
5.4	Dependencia del gradiente radial con la edad	115
5.4.1	Gradiente de $[\text{Fe}/\text{H}]$	115
5.4.2	Gradientes de $[\text{X}/\text{Fe}]$	119
5.5	Gradiente azimutal	120
5.6	Dependencia con Z_{max}	122
5.7	Conclusiones	128
6	Conclusiones y trabajo futuro	131
6.1	Conclusiones	131
6.2	Trabajo futuro	135
A	Tablas y figuras complementarias	137
	Bibliografía	156

Índice de figuras

1.1	Tabla periódica con los procesos de producción de cada elemento, según el modelo de evolución química galáctica de Kobayashi et al. (2020). En cada elemento, se muestra su abundancia en función del tiempo, con el Big Bang a la izquierda y el presente a la derecha. Figura de Kobayashi et al. (2020).	3
1.2	Abundancia solar medida por Asplund et al. (2009) en función del número atómico, con los diferentes grupos de nucleosíntesis marcados por colores.	5
1.3	Gradiente radial observado en la muestra de cefeidas de Genovali et al. (2014) comparado con el modelo de Kubryk et al. (2015). De arriba abajo, las curvas corresponden al gradiente en los tiempos 12, 8 y 4 Ga, lo que supone edades de 0, 4 y 8 Ga, respectivamente. El símbolo \odot es la posición y abundancia del sol. Figura de Kubryk et al. (2015).	7
1.4	Dependencias $[X/Fe]$ con la edad para Mg y Ba estudiadas por Delgado Mena et al. (2019). Las diferentes poblaciones estelares están marcadas por diferentes símbolos y colores: disco delgado (círculos amarillos), disco grueso (triángulos azules), estrellas del disco delgado con alto contenido en elementos α (cuadrados rojos), halo (rombos púrpura). La línea roja es el ajuste lineal pesado de las estrellas del disco delgado. Figura de Delgado Mena et al. (2019).	9

2.1	Cúmulos observados en OCCASO y estudiados durante esta tesis y su distribución espacial XY galactocéntrica: observados con MEGARA (cuadrados negros); cúmulos observados en OCCASO para los que solo hemos determinado velocidades radiales (ver capítulo 4, círculos cian); cúmulos observados en OCCASO para los que, además, hemos determinado abundancias químicas (círculos azules rellenos); cúmulos observados en OCCASO en proceso de reducción y análisis (círculos vacíos); cúmulos que cumplen requisitos similares a los de OCCASO (al menos cuatro estrellas del RC observadas con resolución espectral superior a 20 000): GES DR5 (diamantes naranjas), APOGEE DR17 (cuadrados verdes) y GALAH DR3 (pentágonos rojos).	18
2.2	Histogramas con la distribución de los cúmulos estudiados en esta tesis doctoral (azul) y los pertenecientes al catálogo Cantat-Gaudin et al. (2020) (gris). Comparamos las dos muestras en función de su edad (arriba a la izquierda), altura respecto al plano (abajo a la izquierda) y R_{GC} (abajo a la derecha).	19
2.3	Espectro del cielo en una región sin estrellas, con la línea de emisión a 557.73 nm.	23
2.4	Espectro de la estrella de alta rotación HR 7235 donde puede identificarse la línea H_{α} y las líneas de absorción telúricas (líneas estrechas).	24
2.5	Comparación entre los espectros finales obtenidos con el procedimiento antiguo, en azul (véase el artículo I para más detalles), y el nuevo, en rojo, en tres ventanas de longitud de onda diferentes para una estrella típica adquirida con HERMES en el telescopio Mercator.	26
2.6	Resolución y rango espectral de las redes de difracción de MEGARA.	28
2.7	Disposición de las fibras de la IFU y áreas cubiertas por el modo MOS (arriba) de MEGARA, e imagen de los elementos del plano focal una vez terminado su ensamblaje (abajo).	29
2.8	Distribución espacial en el campo de la IFU (izquierda) y CMD (derecha) del cúmulo Auner 1. Marcamos las estrellas observadas y superponemos la isócrona correspondiente a la edad del cúmulo en el gráfico de la derecha.	30
2.9	Distribución espacial en el campo de la IFU (izquierda) y CMD (derecha) del cúmulo Berkeley 102. Marcamos las estrellas observadas y superponemos la isócrona correspondiente a la edad del cúmulo en el gráfico de la derecha.	30
3.1	Histogramas de distribución de $v_{scatter}$ para estrellas con tres o más observaciones para los diferentes telescopios e instrumentos utilizados. La leyenda contiene los máximos de cada histograma.	37

3.2	Comparación de las velocidades radiales de OCCASO con diferentes muestras disponibles en la literatura.	38
3.3	Comparación de las velocidades radiales medias de los cúmulos con diferentes valores disponibles en la literatura para cada cúmulo. Las flechas indican que el valor está fuera del rango del gráfico. Las líneas discontinuas y punteadas muestran la mediana y la MAD de las diferencias, tal y como aparecen en la tabla 3.4, respectivamente.	46
3.4	Proyección en el plano galáctico de la posición y la velocidad con respecto al estándar de reposo regional de los cúmulos de nuestra muestra. Representamos también los brazos espirales determinados por Reid et al. (2019).	51
3.5	Ejemplo de órbitas para IC 4756 con una edad de 1.29 Ga (izquierda) y Berkeley 17 con 7.24 Ga (derecha), para los potenciales MW2014, MW2014 + brazos, MW2014 + barra.	53
3.6	Órbitas de Auner 1 (izquierda) y Berkeley 102 (derecha), para los potenciales MW2014, MW2014 + brazos, MW2014 + barra.	54
3.7	Proyección R_{GC} - Z de las órbitas de Auner 1 y Berkeley 102, calculadas suponiendo un potencial $MW2014$ + brazos con un 40 % de amplitud.	54
3.8	Comparación de los resultados obtenidos integrando las órbitas con el potencial $MW2014$ y añadiendo los potenciales de brazos (en naranja) y barra (en azul) para la excentricidad (arriba a la izquierda), el radio de nacimiento (abajo a la izquierda) y la altura máxima respecto al plano galáctico (abajo a la derecha).	56
3.9	Comparación del radio galactocéntrico actual y radio de nacimiento calculado considerando diferentes potenciales. La línea de puntos gris tiene pendiente igual a uno.	57
3.10	Comparación de los radios galactocéntrico actual y medio de las órbitas calculadas considerando diferentes potenciales. La línea de puntos gris tiene pendiente igual a uno.	59
3.11	Dependencia de los parámetros orbitales z_{max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC y su radio galactocéntrico. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Los objetos observados con MEGARA están marcados con círculos y los de OCCASO con triángulos. En todos ellos, el radio galactocéntrico está codificado por colores.	60

4.1	Diferencia entre la abundancia de una línea y la abundancia media, representada frente a la longitud de onda de la línea para el Ti. Los símbolos azules son las líneas de referencia (ver texto), mientras que los triángulos naranjas son las demás. La distribución de los valores de las líneas de referencia se utiliza como criterio de selección, manteniendo aquellas que se encuentran en la región delimitada por $\pm 1\sigma$ (entre líneas discontinuas). El procedimiento es el mismo para todos los elementos químicos.	72
4.2	Diferencias en el sentido SS-EW de T_{eff} (arriba) y de $\log g$ (abajo) derivadas con ambos métodos en función de los valores de SS. En el gráfico se muestran la diferencia media (línea continua) y los límites de 1σ (líneas discontinuas) y 3σ (líneas de puntos). Las barras de error típicas se muestran en la esquina inferior derecha.	75
4.3	Distribución de las diferencias en T_{eff} (arriba), $\log g$ (abajo) entre OCCASO y APOGEE DR17 (verde), GALAH DR3 (rojo), GES DR5 (naranja), <i>Gaia</i> DR3 (gris), y Jacobson et al. (2011, JFP, azul). El histograma está suavizado. Se muestra en el gráfico la media de las diferencias y la desviación estándar.	76
4.4	Distribución de las incertidumbres de abundancias relativas $[X/H]$ de los 25 elementos químicos derivados con los métodos SS o EW.	79
4.5	Diferencias de las abundancias calculadas con los métodos EW y SS frente a los valores $[\text{Fe}/\text{H}]$ de SS. En cada panel se muestran las diferencias medias y las desviaciones estándar. En la esquina inferior derecha de cada panel, se representa la incertidumbre media.	80
4.6	Distribución de las desviaciones estándar $[X/H]$ derivadas con los métodos SS (azul) y EW (naranja) para los 36 OCs de la muestra OCCASO.	82
4.7	Comparación de las abundancias de los OCs de nuestra muestra con la literatura, en el sentido este trabajo - literatura. Para los elementos Fe, Mg, Si, Ce, Ti, Na, Al, Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.	83
4.8	Comparación de las abundancias de los OCs de nuestra muestra con la literatura, en el sentido este trabajo - literatura. Para los elementos Cu, Zn, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.	84
5.1	Relaciones de abundancia $[X/\text{Fe}]$ en función de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para la muestra OCCASO (círculos), el resto de las muestras que conforman OCCASO+ (triángulos) y los cúmulos observados con MEGARA (cuadrados), codificadas por colores según la edad de los OCs. El color en el nombre del elemento indica el grupo nucleosintético: α (naranja), odd-Z (verde), pico del Fe (azul) y captura neutrónica (rosa). Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.	93
5.2	Igual que la fig. 5.1 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.	94
5.3	Igual que la fig. 5.1 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo.	95

5.4	Igual que la fig. 5.1 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu. . .	96
5.5	Relaciones $[X/Fe]$ vs. edad, codificadas por colores en función de $[Fe/H]$. Los símbolos y paneles son equivalentes a los de la fig. 5.1. Se representan los mejores ajustes para OCCASO (verde) y OCCASO+ (negro), respectivamente. Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.	100
5.6	Igual que la fig. 5.5 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni. . . .	101
5.7	Igual que la fig. 5.5 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo. . . .	102
5.8	Igual que la fig. 5.5 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu. . .	103
5.9	Pendientes de las relaciones $[X/Fe]$ -edad de los elementos de captura neutrónica en función de sus porcentajes de contribución al proceso s calculados por Prantzos et al. (2020).	105
5.10	$[Fe/H]$ frente al radio galactocéntrico para OCCASO+. Las diferentes submuestras están codificadas por colores como en la fig. 2.1. Las líneas grises son todos los ajustes realizados mediante MCMC y la línea negra muestra el mejor ajuste. Representamos también los dos cúmulos estudiados en la parte externa del disco con MEGARA, que no se utilizan en el ajuste.	107
5.11	Relaciones de abundancia $[X/Fe]$ en función de R_{GC} , con los cúmulos codificados por colores según la edad. Los símbolos y paneles son equivalentes a los de la fig. 5.1. Las líneas ajustadas para ambas muestras aparecen en verde y negro, respectivamente. Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.	110
5.12	Igual que la fig. 5.11 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni. . .	111
5.13	Igual que la fig. 5.11 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo. . .	112
5.14	Igual que la fig. 5.11 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu. . .	113
5.15	Comparación de los gradientes radiales de $[X/Fe]$ con la literatura. .	115
5.16	$[Fe/H]$ frente al radio galactocéntrico en la muestra de OCCASO+ separada en cuatro intervalos de edad 0.1-1, 1-2, 2-3, >3 Ga. Los diferentes sondeos están codificados como OCCASO (círculos azules), GES DR5 (diamantes naranja), APOGEE DR17 (cuadrados verdes) y GALAH DR3 (pentágonos rojos). Las líneas grises son los valores obtenidos a partir del MCMC, y la línea negra es el mejor ajuste.	116
5.17	Cambio con la edad del gradiente radial $[Fe/H]$ para las diferentes muestras analizadas. Los gradientes son los medidos en el interior del codo. La posición de la edad de cada muestra está ligeramente desplazada para mayor claridad del gráfico.	117
5.18	Gradiente radial $\delta[X/Fe]/\delta R_{GC}$ de OCCASO+ en diferentes intervalos de edad representados por el tamaño y el color de los marcadores. En cada panel, la edad aumenta hacia la derecha. Las líneas azules horizontales representan el gradiente radial para todo el rango de edad, y la zona de sombra indica su incertidumbre. . . .	120

5.19	Evolución con la edad del gradiente radial $[\text{Fe}/\text{H}]$ (arriba) analizado al mismo tiempo que el gradiente azimutal (abajo). La posición de la edad de cada muestra está ligeramente modificada para mayor claridad del gráfico.	121
5.20	Relaciones de abundancia $[\text{X}/\text{Fe}]$ en función de Z_{max} , con los cúmulos codificados por colores según la edad. Representamos solo los cúmulos de la muestra OCCASO. Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.	124
5.21	Igual que la fig. 5.20 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni. . .	125
5.22	Igual que la fig. 5.20 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo. . .	126
5.23	Igual que la fig. 5.20 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu. . .	127
A.1	Dependencia de los parámetros orbitales z_{max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Asumimos el potencial <i>MW2014</i>	138
A.2	Dependencia de los parámetros orbitales z_{max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Asumimos el potencial <i>MW2014</i> + barra.	139
A.3	Dependencia de los parámetros orbitales z_{max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Asumimos el potencial <i>MW2014</i> + brazos.	140
A.4	Diferencia de abundancia en la dirección este trabajo - literatura. . .	141
A.5	Igual que Fig. A.4 para otros elementos.	142
A.6	Igual que Fig. A.4 para otros elementos.	143
A.7	Dependencia de $[\text{X}/\text{Fe}]$ con el radio galactocéntrico para los cúmulos de la muestra OCCASO+. Las fuentes originales son OCCASO (círculos azules), GES DR5 (diamantes naranja), APOGEE DR17 (cuadrados verdes) y GALAH DR3 (pentágonos rojos). Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.	151
A.8	Igual que la fig. A.7 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni. . . .	152
A.9	Igual que la fig. A.7 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo. . . .	153
A.10	Igual que la fig. A.7 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu. . .	154

Índice de tablas

2.1	Resumen de las campañas de observación. Se detalla la campaña de observación, la instrumentación utilizada, la fecha, el número de noches y el porcentaje de noches útiles (no perdidas por causas meteorológicas o problemas técnicos).	16
2.2	Propiedades de los 71 cúmulos observados en el proyecto OCCASO. Las posiciones y edades son las obtenidas por Cantat-Gaudin et al. (2020) a partir de <i>Gaia</i> DR2 (<i>Gaia</i> Collaboration et al. 2018). La columna N muestra el número de estrellas del RC. La columna I marca la información obtenida por cúmulo, siendo: 1, se ha medido la v_{rad} y abundancia química; 2, se ha obtenido solo la v_{rad} ; 3, no se ha determinado ni la v_{rad} ni la abundancia química (ver capítulo 4); 4, el OC se ha observado, pero está en proceso de reducción (separados por una línea).	20
2.3	Propiedades de los cúmulos observados con MEGARA. Las posiciones y edades se han extraído de Cantat-Gaudin et al. (2020) y se calcularon a partir de <i>Gaia</i> DR2 (<i>Gaia</i> Collaboration et al. 2018). El número de estrellas estudiadas en cada cúmulo para determinar la v_{rad} y la abundancia química se indican en las dos últimas columnas.	31
2.4	Valores del catálogo <i>Gaia</i> DR3 (<i>Gaia</i> Collaboration et al. 2022b) de las estrellas observadas con MEGARA.	32
3.1	Diferencias entre las velocidades radiales de OCCASO y otros estudios, donde N es el número de objetos en común.	40
3.2	v_{rad} de las estrellas observadas con MEGARA. Desviación estándar de las medidas (v_{scatter}), incertidumbre en la determinación de v_{rad} por correlación cruzada con el espectro de referencia (v_{err}), número de exposiciones (N) y señal a ruido (S/N).	41

3.3	Velocidades radiales obtenidas para los OCs estudiados en la tesis, junto con determinaciones de v_{rad} disponibles en la literatura. $v_{\text{rad,OC}}$, $\sigma_{v_{\text{rad,OC}}}$, $e_{v_{\text{rad,OC}}}$ son la velocidad radial del cúmulo, su dispersión de velocidad interna y la incertidumbre de la correlación cruzada, respectivamente. La nomenclatura para los valores de la literatura es análoga.	43
3.4	Estadísticas relativas a las diferencias entre OCCASO y los demás estudios. La última fila de la tabla compara OCCASO con los valores de la literatura de la tabla 3.3.	47
3.5	Velocidad en la línea de visión v_{GSR} con respecto al estándar de reposo galactocéntrico y v_{RSR} con respecto al estándar de reposo regional. (U_s, V_s, W_s) son las componentes de la velocidad espacial con respecto al estándar de reposo regional. V_ϕ es la velocidad azimutal del cúmulo.	48
3.6	Parámetros orbitales de los OCs observados en OCCASO y los estudiados en el disco externo con MEGARA. Estos últimos están separados de los demás por una línea.	61
4.1	Abundancias solares calculadas en este trabajo, comparadas con Grevesse et al. (2007, GAS07) y Asplund et al. (2009, AGS09). . . .	71
4.2	Diferencias de los parámetros atmosféricos y abundancias para las estrellas en común con la literatura, en el sentido este trabajo - la literatura. Solo consideramos aquellos trabajos con más de diez estrellas en común. APOGEE DR17 (APO), GALAH DR3 (GALAH), GES DR5 (GES), <i>Gaia</i> DR3 (<i>Gaia</i>), Jacobson et al. (2011) (JPF11). N es el número de estrellas en común con OCCASO por estudio y parámetro.	77
4.3	Lista de líneas para gigantes rojas observadas con MEGARA.	86
4.4	Parámetros atmosféricos de las estrellas observadas con MEGARA.	88
4.5	Abundancias químicas relativas al Sol de las estrellas observadas en el disco externo.	88
4.6	Abundancias solares calculadas en este trabajo para espectros obtenidos con MEGARA, comparadas con Grevesse et al. (2007, GAS07) y Asplund et al. (2009, AGS09).	89
4.7	Abundancias químicas relativas al Sol expresadas en dex de los cúmulos Auner 1 y Berkeley 102.	89
5.1	Comparación del gradiente radial de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con la literatura en la región dentro (m1) y fuera (m2) del radio del codo y globalmente, indicando en cada caso el número de OCs estudiados y la posición del codo. Comparamos con los valores de la literatura.	108

5.2 Cambio con la edad de los gradientes radiales de $[Fe/H]$ estudiados mediante MCMC en sec. 5.3. Las columnas b1, b2 y m1, m2 son las ordenadas en el origen y las pendientes del gradiente antes del codo y después del codo, respectivamente. La posición del codo, el número de OCs y el coeficiente de correlación de Spearman, ρ , se listan en las últimas columnas. OCCASO y *Gaia* DR3 no tienen cúmulos más allá del codo. 118

A.1 Primeras líneas de la tabla de velocidades radiales de las estrellas observadas en OCCASO, listando el cúmulo al que pertenecen, su identificador del catálogo *Gaia* DR3, v_{rad} , desviación estándar de las medidas ($v_{scatter}$) e incertidumbre en la determinación de v_{rad} por correlación cruzada con el espectro de referencia (v_{err}). La tabla completa está disponible en nuestro repositorio. 144

A.2 Parámetros estelares y abundancias químicas para las 194 estrellas estudiadas. Aquí se muestra solo un ejemplo de líneas y columnas. La tabla completa con todos los parámetros atmosféricos y medidas para los 25 elementos químicos está disponible en nuestro repositorio. 145

A.3 Extracto de la tabla con la lista de líneas de EW. La tabla completa está disponible en nuestro repositorio. 145

A.4 Extracto de la tabla con la lista de líneas de SS. La tabla completa está disponible en nuestro repositorio. 146

A.5 Primeras columnas de la tabla con las abundancias químicas de los OCs estudiados con OCCASO. La tabla completa está disponible en nuestro repositorio. 147

A.6 Elementos de cada una de las muestras utilizados en OCCASO+. . . 148

A.7 Dependencia de la abundancia $[X/Fe]$ con la edad en las muestras OCCASO y OCCASO+ calculado en sec. 5.2. N y ρ son el número de OCs y el coeficiente de correlación de Spearman, respectivamente. 149

A.8 Gradientes radiales $[X/Fe]$ estudiados mediante MCMC en sec. 5.3 en la muestra OCCASO+. En algunos de los casos, la dependencia puede modelarse ajustando una única función lineal y, en otros, es necesario ajustar dos funciones lineales. Las columnas b1 y m1 son la ordenada en el origen y la pendiente de la primera función lineal, respectivamente. La columna m2 es la pendiente de la segunda función lineal. La posición del codo, el número de OC y el coeficiente de correlación ρ de Spearman se muestran en las tres últimas columnas. 150

A.9 Cambio con la edad de los gradientes radial y azimutal de $[Fe/H]$ estudiados con una regresión multilineal en la sec. 5.5. Analizamos las muestras OCCASO y OCCASO+ y reanalizamos las demás. El número de OCs por cada rango de edad y coeficiente de correlación ρ de Spearman se encuentran en la sexta y séptima columna, respectivamente. 155

Lista de acrónimos

4MOST 4-metre Multi-Object Spectroscopic Telescope.

AGB Asymptotic giant branch.

APOGEE Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment.

CAFE Calar Alto Fiber-fed Échelle spectrograph.

CAH2 Espectros de CAFE@CAHA2.2 despues de 2018.

CAHA Centro Astronómico Hispano en Andalucía.

CCS Core-Collapse Supernova.

CMD Color-magnitude diagram.

EW Equivalent width.

FIES Fibre-fed Echelle Spectrograph.

GALAH GALactic Archaeology with HERMES.

GES Gaia-ESO Survey.

GSR Galactic standard of rest.

GTC Gran Telescopio Canarias.

HERMES High Efficiency and Resolution Mercator Echelle Spectrograph.

IDL Interactive Data Language.

IFU Integral field unit.

- IMF** Initial mass function.
- LSR** Local standard of rest.
- LTE** Local thermodynamic equilibrium.
- MCMC** Markov chain Monte Carlo.
- MEGARA** Multi-Espectrógrafo en GTC de Alta Resolución para Astronomía.
- MEGASTAR** MEGARA-GTC stellar spectral library.
- MERC** Espectros de HERMES@Mercator.
- MOS** Multi-object spectrograph.
- no-LTE** Non local thermodynamic equilibrium.
- NOT** Nordic Optical Telescope.
- NOT1** Espectros de FIES@NOT antes de 2017.
- NOT2** Espectros de FIES@NOT después de 2017.
- OC** Open cluster.
- OCCASO** Open Clusters Chemical Abundances from Spanish Observatories.
- RAVE** The Radial Velocity Experiment.
- RC** Red clump.
- RGB** Red-Giant Branch.
- RSR** Regional standard of rest.
- S/N** Signal-to-noise ratio.
- SFR** Star formation rate.
- SN Ia** Supernova tipo Ia.
- SS** Spectral synthesis.
- UVES** Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph.
- WEAVE** WHT Enhanced Area Velocity Explorer.

Abstract

In this thesis we study the chemical evolution of the Galactic disc using open clusters as tracers, analysing the dependence between abundance, position in the Galaxy and age. Open clusters are groups of stars that are born during the same star formation process from a molecular cloud, and that remain gravitationally bound. In these objects, their distance and age can be determined very precisely, which are difficult quantities to measure for field stars. In addition, being able to obtain the chemical abundance of several stars in the cluster allows us to characterize the abundance of their place of birth more accurately than when studying field stars. These characteristics, and the fact that they are found in all regions of the thin Galactic disc, make them some of the best tracers of the properties of the disc.

The study is carried out within the framework of the Open Clusters Chemical Abundance from Spanish Observatories (OCCASO) project, dedicated to measure accurate chemical abundances. For this purpose, in each of the clusters we sample at least four red clump stars using high-resolution spectroscopy, $R > 60\,000$, covering a wide wavelength range, from 400 to 900 nm. The studied clusters encompass an age range between 100 Ma and 7.25 Ga and a Galactocentric radius between 6.4 and 11.7 kpc. The instrumentation used in the project makes the limiting magnitude of the objects we observed to be $G = 13.5$ mag. In addition, we have also studied two clusters in the outer regions of the Galactic disc using the MEGARA spectrograph installed on GTC. Both clusters have ages greater than 3 Ga and are at a Galactocentric radius of 15.5 kpc.

Three high-resolution echelle spectrographs were used to acquire the spectra: the Fiber-fed Echelle Spectrograph (FIES), located at the Nordic Optical Telescope (NOT); the High Efficiency and Resolution Mercator Echelle Spectrograph (HERMES) located at the Mercator Telescope, both at the Roque de los Muchachos Observatory on La Palma, and the Calar Alto Fiber-fed Echelle spectrograph (CAFE) at the telescope CAHA 2.2m (Centro Astronómico Hispano en Andalucía), in Almería. From the beginning of the project in 2013 until August 2023, 38 observing runs have been conducted, 21 of which have been carried out in the course of the present thesis. This represents a considerable increase in the number of clusters observed in the OCCASO project, from 18 to 71. In total, spectra of 375 stars have been obtained.

We have obtained accurate radial velocities of 49 clusters, 47 belonging to OCCASO and two observed with MEGARA@GTC. In the OCCASO project we obtained typical uncertainties of 20 m s^{-1} , while with MEGARA the typical uncertainties are 630 m s^{-1} . Together with the astrometry of *Gaia*, we determine their peculiar velocities with respect to its regional rest standard and their orbits assuming different Galactic potentials. We found that both the velocities and orbits of all the studied objects are compatible with the thin disc kinematics. In addition, clusters in the region between 8 and 11 kpc have birth and mean radii that are more interior than their current position. We observed a dependence between age and maximum height with respect to the Galactic plane, as found in previous works.

We used two different methods of analysis to determine atmospheric parameters and chemical abundances: spectral synthesis and equivalent width. The measurements from equivalent width were performed using the codes DAOSPEC and GALA, and for the measurements by spectral synthesis we used iSpec. We have obtained precise abundances of 25 chemical elements belonging to the different nucleosynthetic groups: α , Fe-peak, odd-Z and neutron capture. The mean uncertainties in stellar abundances are around 0.05 dex. The standard deviations of the clusters are consistent with this value, implying the chemical homogeneity of the stars in each cluster. In the MEGARA observations we obtained abundances for the elements Fe, Ca, Co, Ni, Ba and Eu. The mean uncertainties per star are between 0.04 dex for Fe and 0.81 dex for Eu.

In order to increase the coverage in Galactocentric radius and azimuth, we combine our sample with those of the APOGEE, GALAH, and GES surveys if the clusters analysed have similar properties to ours: at least four stars observed in the red clump studied at high resolution, $R > 20000$. We call the combined sample OCCASO+, which contains 99 OCs.

We study the different abundance patterns in both the OCCASO and OCCASO+ samples, such as: the dependence between abundances ($[X/Fe]$ as a function of $[Fe/H]$), the radial gradients of abundance and their dependence on age, the dependence of abundance on age, the dependence between abundances and height above the Galactic plane, and the azimuthal gradient of abundance.

The $[Mg/Fe]$ and $[Si/Fe]$ elements show a positive dependence on age, with some young clusters showing unexpectedly high values. The Fe-peak elements have positive and negative dependencies. The dependence between $[X/Fe]$ and age of neutron-capture elements depends on the ratio in which they are synthesized by s-process.

The radial gradient of $[Fe/H]$ is decreasing and flattens from 11.3 ± 0.8 kpc. In young clusters (<1 Ga) the flattening does not occur. This suggests that the event that produced it occurred more than 1 Ga ago and supports the hypothesis that the flattening was formed by outward radial migration. When studying the radial gradient of $[Fe/H]$ for different ages, its slope becomes steeper in older clusters. Moreover, the gradient dependence with age appears to be nonlinear, since clusters with $1 > \text{age} > 2$ Ga present a steeper slope than expected.

The $[X/Fe]$ radial gradients of the other elements show different dependencies. The α and the $[Zn/Fe]$ elements have positive gradients, while the other Fe-peak elements do not show a significant slope. The neutron capture elements show generally positive behaviors.

We obtain an upper limit on the dependence of these gradients with age, being well below the dependence found in $[Fe/H]$. The result is compatible with no dependence. However, there are indications of an increase of the gradient with age for Mg and Eu, while Ti and Ni seem to show a decrease.

We study the existence of the azimuthal gradient for different age bins. We find no azimuthal dependence for clusters with ages between 0.1 and 2 Ga. However, we observe indications of a positive trend for open clusters with ages between 2 and 7.3 Ga.

In the analysis of clusters in the outer disc with MEGARA, we found $[Fe/H]$ values lower than expected for their Galactocentric radius, suggesting that they may not be affected by the flattening of the gradient. However, we must ensure that their values are not due to systematic differences with OCCASO.

Resumen

En esta tesis estudiamos la evolución química del disco galáctico utilizando los cúmulos abiertos como trazadores para analizar la dependencia entre abundancia, posición en la Galaxia y edad. Los cúmulos abiertos son grupos de estrellas que nacen durante el mismo proceso de formación estelar a partir de una nube molecular, y que se mantienen ligados gravitatoriamente. En estos objetos se puede determinar con mucha precisión su distancia y edad, siendo cantidades difíciles de medir para estrellas de campo. Además, el poder obtener la abundancia química de varias estrellas en el cúmulo, nos permiten caracterizar la abundancia de su lugar de formación con más precisión que al estudiar estrellas de campo. Estas características, y el hecho de que se encuentren en todas las regiones del disco galáctico delgado, los hace unos de los mejores trazadores de las propiedades de dicho disco.

El estudio se desarrolla dentro del proyecto *Open Clusters Chemical Abundance from Spanish Observatories* (OCCASO), dedicado a medir abundancias químicas precisas. Para ello, en cada uno de los cúmulos medimos al menos cuatro estrellas del apelotonamiento rojo mediante espectroscopia de alta resolución $R > 60\,000$, cubriendo un amplio rango de longitudes de onda, de 400 a 900 nm. Los cúmulos estudiados abarcan un intervalo de edades entre 100 Ma y 7.25 Ga y un rango de radio galactocéntrico entre 6.4 y 11.7 kpc. La instrumentación utilizada en el proyecto hace que la magnitud límite de los objetos que observamos sea $G = 13.5$ mag. Además, también hemos estudiado dos cúmulos en las regiones externas del disco galáctico utilizando el espectrógrafo MEGARA en GTC. Ambos cúmulos tienen edades superiores a 3 Ga y se encuentran a un radio galactocéntrico de 15.5 kpc.

Para adquirir los espectros se emplearon tres espectrógrafos *echelle* de alta resolución: el *Fiber-fed Echelle Spectrograph* (FIES), situado en el Telescopio Óptico Nórdico (NOT), el *High Efficiency and Resolution Mercator Echelle Spectrograph* (HERMES) situado en el Telescopio Mercator, ambos en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, y el *Calar Alto Fiber-fed Echelle spectrograph* (CAFE) en el telescopio CAHA 2.2m (Centro Astronómico Hispano en Andalucía), en Almería. Desde el inicio del proyecto en 2013 hasta agosto de 2023 se han realizado 38 campañas de observación, de las cuales 21 se han llevado a cabo en el

transcurso de la presente tesis. Esto supone un aumento considerable de la cantidad de cúmulos observados en el proyecto OCCASO, pasando de 18 a 71. En total, se han obtenido espectros de 375 estrellas.

Obtenemos velocidades radiales precisas de 49 cúmulos, 47 pertenecientes a OCCASO y 2 observados con MEGARA@GTC. En el proyecto OCCASO obtenemos precisiones típicas de 20 m s^{-1} , mientras que con MEGARA las precisiones típicas son 630 m s^{-1} . Junto con la astrometría de *Gaia* (*Gaia* Collaboration et al. 2016), determinamos sus velocidades peculiares respecto a su estándar de reposo regional y sus órbitas asumiendo diferentes potenciales galácticos. Encontramos que tanto las velocidades como las órbitas de todos los objetos son compatibles con la cinemática del disco delgado. Además, los cúmulos que se encuentran en la región entre 8 y 11 kpc tienen radios de nacimiento y radios medios más interiores que su posición actual. Observamos una dependencia entre edad y altura máxima respecto al plano galáctico, como la encontrada en trabajos previos.

Utilizamos dos métodos diferentes de análisis, síntesis espectral y anchura equivalente, para determinar parámetros atmosféricos y abundancias químicas estelares. Las medidas a partir de anchura equivalente las hemos realizado empleando los códigos DAOSPEC y GALA, y para las medidas mediante síntesis espectral utilizamos iSpec. Hemos obtenido abundancias precisas de 25 elementos químicos pertenecientes a los diferentes grupos de nucleosíntesis: α , pico del Fe, Z impar y captura neutrónica. Las incertidumbres medias por estrella se encuentran en torno a 0.05 dex, siendo las desviaciones estándar de los cúmulos coherentes con este valor, lo que implica la homogeneidad química de las estrellas de cada cúmulo. En las observaciones realizadas con MEGARA obtenemos abundancias para los elementos Fe, Ca, Co, Ni, Ba y Eu. Las incertidumbres medias por estrella se encuentran entre 0.04 dex en el Fe, y 0.81 dex en el Eu.

Con la finalidad de aumentar la cobertura en radio galactocéntrico y azimut, combinamos nuestra muestra con las de los estudios APOGEE, GALAH y GES si los cúmulos analizados tienen propiedades similares a las nuestras: al menos cuatro estrellas observadas en el apolotonamiento rojo estudiadas en alta resolución, $R > 20000$. Llamamos a la muestra combinada OCCASO+, la cual contiene 99 OCs.

Estudiamos los diferentes patrones de abundancia tanto en la muestra OCCASO como en OCCASO+, tales como: la dependencia entre abundancias ($[X/Fe]$ en función de $[Fe/H]$), los gradientes radiales de abundancia y su dependencia con la edad, la dependencia de la abundancia con la edad, la dependencia entre las abundancias y la altura sobre el plano galáctico, y el gradiente azimutal de abundancia.

Los elementos $[Mg/Fe]$ y $[Si/Fe]$ muestran una dependencia positiva con la edad, y algunos cúmulos jóvenes presentan valores inesperadamente altos. Los elementos de pico del Fe tienen dependencias positivas y negativas. La dependencia entre $[X/Fe]$ y la edad de los elementos de captura neutrónica depende de la proporción en la que se sintetizan mediante procesos.

El gradiente radial $[\text{Fe}/\text{H}]$ es decreciente y se aplanan a partir de 11.3 ± 0.8 kpc. En los cúmulos jóvenes (<1 Ga) no se produce el aplanamiento. Esto sugiere que el evento que lo produjo, ocurrió hace más de 1 Ga y apoya la hipótesis de que el aplanamiento se formó por migración radial hacia el exterior. Al estudiar el gradiente radial de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para diferentes edades, su pendiente se hace más pronunciada en los cúmulos más viejos. Además, la dependencia del gradiente con la edad parece ser no lineal, ya que los cúmulos con $1 > \text{edad} > 2$ Ga presentan una pendiente mayor de lo esperado.

Los gradientes radiales $[\text{X}/\text{Fe}]$ de los demás elementos muestran dependencias diferentes. Los elementos α y el $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ tienen gradientes positivos, mientras que los demás elementos de pico del Fe no presentan una pendiente significativa. Los elementos de captura neutrónica exhiben comportamientos en general positivos.

Obtenemos una cota superior a la dependencia de estos gradientes con la edad, estando muy por debajo de la dependencia encontrada en el $[\text{Fe}/\text{H}]$. El resultado es compatible con que no haya dependencia. Sin embargo, hay indicios de un aumento del gradiente con la edad para el Mg y el Eu, mientras que el Ti y el Ni parecen mostrar una disminución.

Estudiamos la existencia del gradiente azimutal para diferentes intervalos de edad. No encontramos ninguna dependencia del azimut para los cúmulos con edades comprendidas entre 0.1 y 2 Ga. Sin embargo, observamos indicios de una tendencia positiva para los cúmulos abiertos con edades entre 2 y 7.3 Ga.

En el análisis de cúmulos en el disco externo con MEGARA, encontramos valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ inferiores a lo esperado para su radio galactocéntrico, lo que sugiere que podrían no estar afectados por el aplanamiento del gradiente. Sin embargo, debemos cerciorarnos de que sus valores no se deben a diferencias sistemáticas con OCCASO.

Capítulo 1

Introducción

Los procesos de formación de las galaxias y de sus distintos componentes, como discos, y su evolución temporal es una de las grandes cuestiones abiertas de la astrofísica y cosmología actual. Uno de los métodos empleados para su estudio ha sido el análisis de galaxias a distintos desplazamientos al rojo, ofreciendo instantáneas, de baja resolución, de la evolución de las galaxias (p. ej. Wisnioski et al. 2015). La ventaja de esta técnica es que se pueden estudiar un gran número de objetos en estadios evolutivos diferentes. Sin embargo, está limitada en resolución espacial y en el estudio de las líneas de emisión más brillantes.

Una alternativa es estudiar galaxias suficientemente cercanas como para poder analizar sus poblaciones estelares (p. ej. Chamorro-Cazorla et al. 2023), con la ventaja de tener resoluciones espaciales mayores. Aunque, salvo en unos pocos casos, no es posible estudiar estrellas individuales.

Otra de las opciones es estudiar nuestra propia Galaxia con un elevado grado de detalle, con el objetivo de reconstruir los elementos que la componen y así obtener una imagen detallada de su formación y evolución. Esta tesis se orienta en esta dirección.

1.1 Arqueología galáctica

La arqueología galáctica pretende desvelar la historia de formación y evolución de la Vía Láctea mediante el análisis de sus estrellas, del mismo modo que en paleontología se deduce la historia de la vida a partir del registro fósil. El término fue originalmente acuñado en el trabajo de Freeman & Bland-Hawthorn (2002). Este campo estudia las propiedades de las estrellas, incluyendo sus abundancias químicas, y cinemáticas, juntamente con sus edades, para trazar su historia.

Las estrellas contribuyen al enriquecimiento químico del medio interestelar al liberar material mediante diferentes procesos, principalmente en sus estadios

evolutivos finales (p. ej., explosiones de supernova). La siguiente generación de estrellas, se formará a partir de este gas enriquecido. Este es el proceso al que llamamos evolución química galáctica. Las estrellas contendrán en su fotosfera la abundancia química de la nube de gas molecular en la que se formaron. Por tanto, el estudio de estrellas de diferentes edades proporciona información de la química del medio interestelar a lo largo del tiempo.

Sin embargo, hay varios procesos que alteran los valores de abundancia iniciales en la fotosfera y deben tenerse en cuenta. La difusión atómica provoca la redistribución de los elementos durante la evolución de la estrella. El término se utiliza para describir varios procesos de transporte que operan sobre todo en las regiones radiativas de la estrella. Se trata de procesos producidos por gradientes de presión, temperatura y concentración química (Dotter et al. 2017) lo que hace que la abundancia de algunos elementos disminuya. El momento en que la estrella acaba la fase de secuencia principal, es en el que la composición de su fotosfera está más alterada.

En las estrellas de masa intermedia, el efecto de la difusión atómica se revierte durante el primer dragado (*first dredge-up* en inglés), cuando la convección crece hacia el interior de la estrella, re-homogeneizando el material entre capas y restableciendo la composición química cercana a la inicial. Otra consecuencia de este proceso es que el envoltorio convectivo penetra en la región donde se ha fusionado el hidrógeno previamente, lo que hace que el material enriquecido en He, C, N y Na se mezcle con el material de la superficie. El resto de elementos no se verán afectados por este proceso. La asunción de que la composición química en la fotosfera es representativa de la nube molecular de la que se formó, debe aplicarse con precaución a estrellas de la secuencia principal o a gigantes rojas, teniendo en cuenta las limitaciones de cada uno de estos objetos. En cualquier caso, es importante analizar estrellas en el mismo estadio evolutivo para que todos ellos estén influidos de igual forma por los procesos de difusión y mezcla entre capas.

Como primer paso para entender la evolución química de la Galaxia, necesitamos conocer cómo se sintetizan los distintos elementos, lo que se conoce como nucleosíntesis elemental. Estos elementos se producen en procesos de nucleosíntesis y escalas de tiempo diferentes. Por tanto, la dependencia entre abundancias de distintos elementos es uno de los observables que nos permite inferir su proceso de nucleosíntesis y la historia de formación estelar.

Adicionalmente, para entender la formación y evolución galáctica es necesario conocer la distribución espacial de las abundancias químicas, por ejemplo, la existencia de gradientes radiales, así como la cantidad de estrellas formadas en cada momento, conocida como tasa de formación estelar (SFR por sus siglas en inglés), la distribución de estrellas en función de su masa o función inicial de masa (IMF por sus siglas en inglés) o la migración radial, entre otros. A lo largo de este capítulo explicaremos en detalle en qué consisten estos ingredientes.

1.2 Nucleosíntesis de los elementos químicos

Los elementos químicos se producen mediante varios procesos de nucleosíntesis. Algunos elementos se sintetizan de manera primordial en los primeros minutos del universo, el H parte del He y pequeñas cantidades de Li y Be. Los demás elementos se producen en las estrellas. La fig. 1.1 resume en forma de tabla periódica el origen de cada elemento según el modelo de Kobayashi et al. (2020). En el recuadro de cada elemento, se muestra su producción en función del tiempo, con el Big Bang a la izquierda y el presente a la derecha.

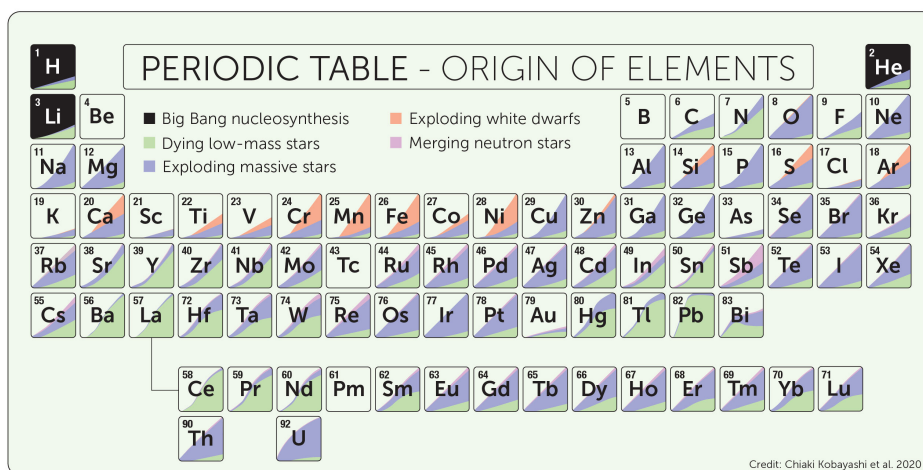


Figura 1.1: Tabla periódica con los procesos de producción de cada elemento, según el modelo de evolución química galáctica de Kobayashi et al. (2020). En cada elemento, se muestra su abundancia en función del tiempo, con el Big Bang a la izquierda y el presente a la derecha. Figura de Kobayashi et al. (2020).

Los elementos α son los producidos mediante el proceso de fusión de núcleos más pesados con núcleos de He (partículas α). La principal fuente de producción de estos elementos son las estrellas masivas que terminan su vida como supernova de colapso de núcleo (CCS, por sus siglas en inglés). La explosión hace que los elementos formados se liberen al medio interestelar. Este proceso produce O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca y Ti. También se producen ciertas cantidades de Cr y Fe, sintetizados principalmente por otras vías y, por tanto, no son considerados como elementos α . La escala de tiempo en que se depositan estos elementos en el medio interestelar es el de la vida de las estrellas masivas, del orden de 10 Ma (Tinsley 1979).

Los elementos de número atómico (Z) impar están definidos por oposición a los elementos α . Estos últimos tienen número atómico par, al aumentar en dos la

cantidad de protones en cada paso de la cadena de nucleosíntesis. A los elementos que no cumplen esta condición los denominamos de Z impar (ver, fig. 1.2). Son nombrados así los elementos impares por debajo del número atómico 21 (Sc). La nucleosíntesis de estos elementos no se produce mediante un único proceso, los elementos de este grupo estudiados en este trabajo son el Na y el Al. Ambos se sintetizan en estrellas masivas y estrellas de la rama asintótica gigante (AGB, por sus siglas en inglés). Además, el Na también se produce en estrellas gigantes rojas, ascendiendo a la atmósfera estelar por procesos de mezcla entre las capas de la estrella (Smiljanic et al. 2016; Lagarde et al. 2012).

En la fig. 1.2 representamos la abundancia de los diferentes elementos químicos en el Sol, medida por Asplund et al. (2009) en función del número atómico. Se aprecia un decrecimiento general en la abundancia al aumentar el número atómico, salvo en la región en torno al Fe, donde hay abundancias algo mayores. A los elementos de esta región se los denomina del pico del Fe. Habitualmente se consideran como pertenecientes a este grupo los elementos entre el Sc y el Zn. Aunque los agrupemos en esta categoría, no todos estos elementos se producen mediante el mismo proceso de nucleosíntesis. Por ello, el medio interestelar no se enriquece del mismo, en general para todos los elementos del pico del Fe (Battistini & Bensby 2015). Parte de estos elementos se sintetizan en explosiones de supernova tipo Ia (SN Ia). En el caso de que una estrella enana blanca forme parte de un sistema binario, puede acretar material de la estrella compañera, principalmente cuando esta entra en la fase de gigante roja. Cuando la enana blanca supera el límite de Chandrasekhar producirá una SN Ia. El tiempo de producción de elementos mediante este proceso depende del tiempo de vida de las estrellas involucradas y, por tanto, de su masa. Esta, puede ser como mucho de $8 M_{\odot}$, ya que es la masa máxima que puede tener el progenitor de una enana blanca (Matteucci 2012). Por ello, la mínima escala de tiempo en el que puede producirse una SN Ia es de 30–40 Ma, aunque el máximo de la distribución del tiempo de vida de estas estrellas se prevé en el orden de los Ga. Hay elementos pertenecientes a este grupo para los que no hay acuerdo en la literatura en su proceso de nucleosíntesis, como el Cu y el Zr. Se han propuesto mecanismos para su producción, como vientos de neutrinos en CCS o hipernovas, entre otros (Bisterzo et al. 2005; Romano & Matteucci 2007; Prantzos et al. 2018; Kobayashi et al. 2020).

Los elementos más pesados se nombran por su proceso de síntesis, que es mayoritariamente la captura neutrónica. Algunos isótopos de estos elementos se producen por captura de protones, aunque el aporte de este proceso es minoritario. Se han propuesto dos procesos de captura neutrónica, el proceso rápido (r) y el lento (s, del inglés *slow*). La diferencia entre los procesos r y s es que la captura neutrónica se produzca a mayor o menor velocidad que el decaimiento β , respectivamente. En el caso del proceso r, el núcleo atómico puede capturar varios neutrones antes de que alguno o varios de ellos decaigan en protones emitiendo una partícula β . Por el contrario, en el proceso s el núcleo captura neutrones a un ritmo mucho menor, produciéndose emisión de partículas β después de cada captura. Casi todos los

1.2. Nucleosíntesis de los elementos químicos

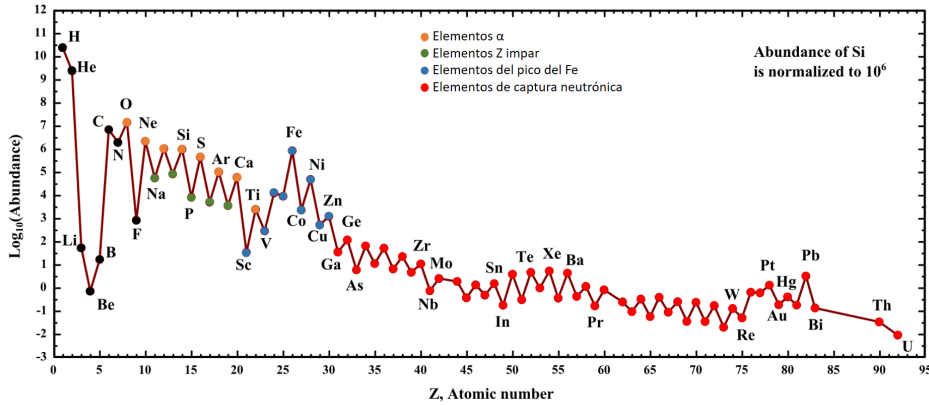


Figura 1.2: Abundancia solar medida por Asplund et al. (2009) en función del número atómico, con los diferentes grupos de nucleosíntesis marcados por colores.

elementos de captura neutrónica pueden producirse mediante ambos procesos en diferentes proporciones, con algunos de ellos siendo producidos mayoritariamente por un mecanismo u otro.

Las estrellas AGB se han propuesto como la principal fuente de proceso s (p. ej., Gallino et al. 1998). En su interior se producen reacciones $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ que hacen que la cantidad de neutrones disponibles sea elevada. El núcleo que captura neutrones principalmente es el Fe, y la relación entre la cantidad de neutrones y el Fe disponible en la estrella determinará la eficiencia de producción de este proceso (Gallino et al. 2006; Cristallo et al. 2009; Karakas & Lattanzio 2014). El tiempo de vida de la estrella en fase AGB depende de su masa, siendo estos del orden de los Ga.

El origen del proceso r es desconocido, pero para que pueda darse, la densidad de neutrones y la temperatura deben ser elevadas. Se han propuesto varios escenarios para su producción en CCS, como vientos inducidos por neutrinos (Woosley et al. 1994), o los chorros polares de CCS en rotación (Nishimura et al. 2006). También se han propuesto las colisiones de estrellas de neutrones (Freiburghaus et al. 1999) y las fusiones de estrellas de neutrones y agujeros negros (Surman et al. 2008), entre otros. La colisión de estrellas de neutrones es un escenario que ha ganado fuerza últimamente debido a la identificación de líneas de Sr en la kilonova AT2017gfo, producto de la colisión de dos estrellas de neutrones (Watson et al. 2019). La escala de tiempo de producción por proceso r dependerá del objeto físico en el que se produzca y en el momento de escribir esta tesis es una incógnita.

1.3 Evolución química del disco galáctico

El estudio de la evolución química del disco galáctico necesita de la medida de abundancias de diferentes trazadores, el análisis de observables y su comparación con modelos. Los observables habitualmente estudiados son la dependencia entre abundancias de diferentes elementos y la dependencia de la abundancia con el radio galactocéntrico o con la edad, entre otros.

Desde el punto de vista observacional, se han utilizado los siguientes trazadores: las regiones H II (p. ej., Balser et al. 2011; Arellano-Córdova et al. 2020; Méndez-Delgado et al. 2022), las nebulosas planetarias (p. ej., Maciel et al. 2007; Stanghellini & Haywood 2018), las estrellas cefeidas (p. ej., Minniti et al. 2020; da Silva et al. 2022), las estrellas de baja masa (p. ej., Boeche et al. 2014; Anders et al. 2017), las estrellas masivas (p. ej., Daffon & Cunha 2004; Bragança et al. 2019) o los cúmulos abiertos (OC, por sus siglas en inglés) (p. ej., Janes 1979; Friel et al. 2002). Dado que cada trazador tiene una naturaleza distinta, permiten investigar diferentes rangos de edad. Las cefeidas tienen masas $>3 M_{\odot}$ y son más jóvenes de 300–400 Ma, mientras que las estrellas masivas y las regiones H II tienen menos de 10 Ma. Por otro lado, las nebulosas planetarias, las estrellas de baja masa y los OCs pueden tener edades de hasta varios Ga. No se han encontrado cúmulos tan viejos como las estrellas de baja masa, ya que los cúmulos tienden a dispersarse, y no han sobrevivido tanto tiempo.

Uno de los observables ampliamente utilizados en el estudio de la evolución química galáctica es el gradiente radial de metalicidad (i.e., la suma de abundancias de todos los elementos salvo H y He). Fue descrito inicialmente a partir de medidas fotométricas (p. ej. Janes 1979) y ha sido extensamente estudiado utilizando la abundancia de Fe como trazador del gradiente de metalicidad (p. ej., Bragaglia et al. 2008; Sestito et al. 2008; Anders et al. 2017; da Silva et al. 2023). Se hace así, ya que en el rango visible (en el que operan la mayoría de los espectrógrafos) se pueden medir gran cantidad de líneas de Fe, determinándose su abundancia con gran precisión. Como ejemplo, en la fig. 1.3 se puede ver este gradiente en la muestra de cefeidas de Genovali et al. (2014), comparado con el modelo de Kubryk et al. (2015). La abundancia de metales depende de la cantidad de estrellas que los hayan producido. Como hemos visto, el Fe se produce principalmente en SNe Ia y en menor medida en CCS. Por tanto, el gradiente radial de $[\text{Fe}/\text{H}]$ aparece si la cantidad de supernovas decrece al aumentar el radio galactocéntrico, lo que a su vez dependerá de la SFR y del proceso de formación y evolución de la Galaxia. La mayoría de los modelos en la actualidad se basan en el escenario de formación de dentro hacia fuera¹ (p. ej., Kubryk et al. 2015), en el que el aporte de material es mayor en el disco interno, y se produce en una escala de tiempo más corta que en el disco externo. La mayor densidad de gas en el disco interno también produce una mayor SFR, que decrece hacia radios mayores.

¹*Inside-out formation scenario* en inglés.

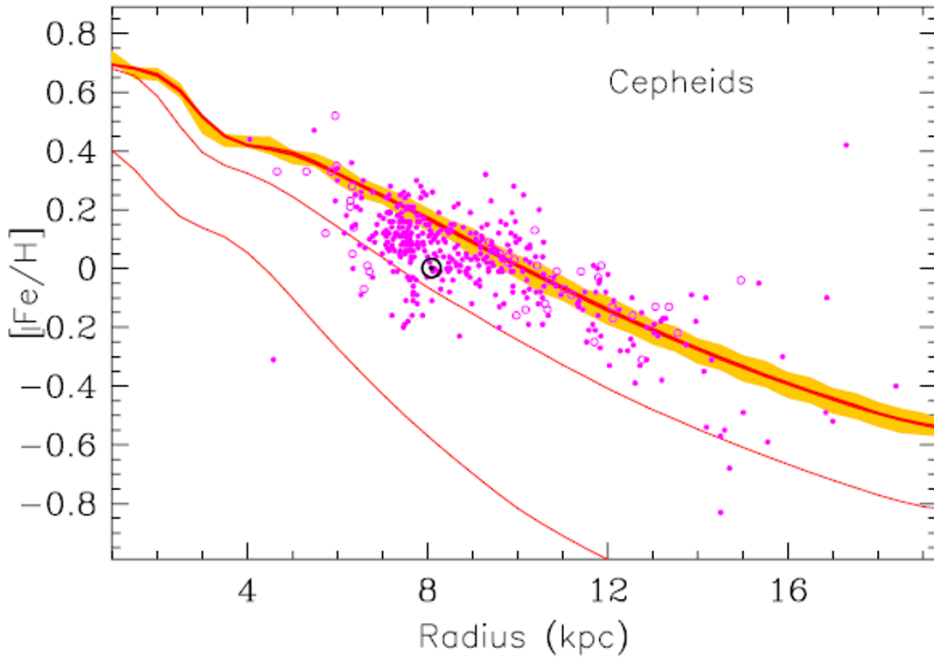


Figura 1.3: Gradiente radial observado en la muestra de cefeidas de Genovali et al. (2014) comparado con el modelo de Kubryk et al. (2015). De arriba abajo, las curvas corresponden al gradiente en los tiempos 12, 8 y 4 Ga, lo que supone edades de 0, 4 y 8 Ga, respectivamente. El símbolo \odot es la posición y abundancia del sol. Figura de Kubryk et al. (2015).

La descripción cuantitativa de los gradientes de abundancia mediante modelos también requiere que se tengan en cuenta otros factores, como la IMF, los procesos de nucleosíntesis, la migración radial, los flujos radiales de gas y su emisión fuera de la Galaxia. Además de la SFR, la IMF tiene consecuencias sobre la cantidad de SNe Ia y CCS que se produzcan, ya que ambos tipos de supernova necesitan progenitoras de diferentes masas, lo que influye en la pendiente del gradiente radial de $[Fe/H]$. Del mismo modo, se verán afectados los gradientes de los demás elementos en función de cuál sea su proceso de formación.

La migración radial afecta especialmente a las estrellas con vidas largas, como por ejemplo las estrellas AGB o las progenitoras de SNe Ia, devolviendo material al medio interestelar en regiones diferentes a aquellas en las que se formaron. Los elementos producidos por CCS no se ven afectados por migración radial, ya que el tiempo de vida de sus progenitoras es corto, comparado con el proceso de migración. Sin embargo, dependerá de los flujos radiales de gas. Por ejemplo, estos flujos

pueden producirse por la presencia de la barra en la Galaxia y desplazan gas más pobre en metales hacia el disco interno (Cavichia et al. 2014; Kubryk et al. 2015).

Otro de los observables importantes para estudiar la evolución química del disco galáctico son las relaciones entre la abundancia y la edad. La evolución temporal de diferentes especies químicas puede ayudar a entender qué procesos de nucleosíntesis se producen en diferentes épocas de la Galaxia y cuál es su importancia relativa. La abundancia de una determinada población estelar es el resultado de varias condiciones que deben tenerse en cuenta para reconstruir la evolución química de la Galaxia.

La fig. 1.4 muestra las dependencias de $[Mg/Fe]$ y $[Ba/Fe]$ con la edad estudiadas por Delgado Mena et al. (2019). Ellos analizan una muestra de estrellas FGK en el vecindario solar pertenecientes al halo y a los discos delgado y grueso. El Mg muestra una pendiente positiva, ya que este elemento se sintetiza principalmente en CCS, mientras que el Fe se produce principalmente en SNe Ia. Las progenitoras de las CCS son más masivas que las de las SNe Ia. Los ratios $[Mg/Fe]$ serán, por tanto, mayores en épocas tempranas, ya que las estrellas masivas tienen tiempos de vida más cortos. El Ba, sin embargo, muestra una tendencia negativa. El aumento del Ba en las estrellas jóvenes se explica en los modelos de evolución química, suponiendo un aumento del rendimiento del proceso s en estrellas AGB de baja masa (p. ej., D’Orazi et al. 2009; Cristallo et al. 2015). Esto lleva a un retraso en el enriquecimiento de los elementos de proceso s y, por tanto, a una fuerte dependencia entre $[Ba/Fe]$ y la edad.

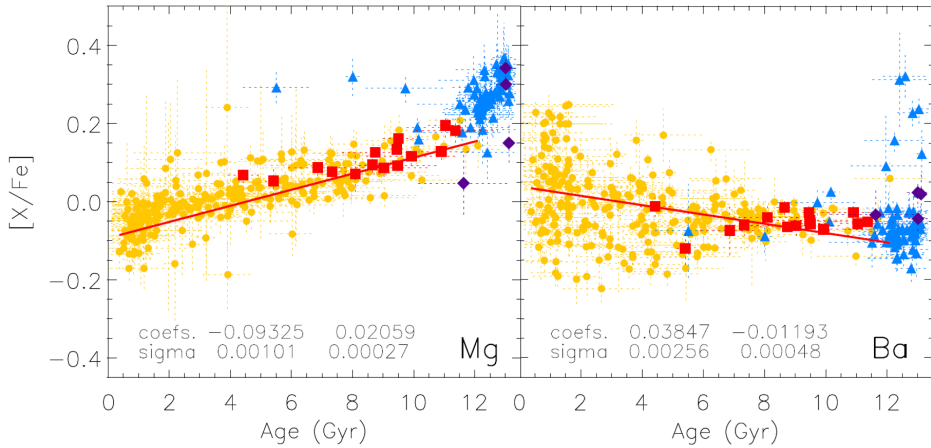


Figura 1.4: Dependencias $[X/Fe]$ con la edad para Mg y Ba estudiadas por Delgado Mena et al. (2019). Las diferentes poblaciones estelares están marcadas por diferentes símbolos y colores: disco delgado (círculos amarillos), disco grueso (triángulos azules), estrellas del disco delgado con alto contenido en elementos α (cuadrados rojos), halo (rombos púrpura). La línea roja es el ajuste lineal pesado de las estrellas del disco delgado. Figura de Delgado Mena et al. (2019).

1.4 Cúmulos abiertos

Los OCs son buenos trazadores de la evolución química del disco delgado de la Galaxia por varios motivos. Se encuentran distribuidos por todo el disco delgado y tienen edades comprendidas entre unos pocos Ma y los 8 Ga (en la actualidad no conocemos cúmulos más antiguos). Podemos estudiar varias estrellas y obtener la abundancia media del cúmulo, lo que supondrá una caracterización más detallada de la región en la que se formó el cúmulo que al estudiar estrellas de campo. Su fotometría nos permite determinar sus distancias y edades de forma precisa. Las edades se miden con precisiones comparables a las obtenidas mediante asterosismología y las distancias se pueden medir combinando la información fotométrica y los paralajes de sus estrellas miembro (ver Cantat-Gaudin et al. 2020), por tanto, puede obtenerse precisiones mayores que para estrellas de campo.

Los estudios basados en OCs han proporcionado información valiosa sobre la distribución química de las estrellas del disco, como por ejemplo, el estudio del gradiente radial de metalicidad (p. ej., Janes 1979; Bragaglia et al. 2008; Sestito et al. 2008; D’Orazi et al. 2009; Jacobson et al. 2011). Sin embargo, estos estudios iniciales se vieron obstaculizados por el reducido número de sistemas estudiados homogéneamente (p. ej., Pancino et al. 2010; Jacobson et al. 2011).

Otros autores construyeron muestras mayores recopilando valores en la literatura, pero su heterogeneidad es una importante fuente de incertidumbre en las tendencias que se quieren estudiar (p. ej., Carrera & Pancino 2011; Yong et al. 2012; Donati et al. 2015; Heiter et al. 2015; Netopil et al. 2016). Estos problemas se han superado en los últimos años gracias a los datos de la misión *Gaia* (*Gaia* Collaboration et al. 2016) y a los grandes estudios espectroscópicos terrestres. *Gaia* Collaboration et al. (2022a) estudió una muestra de 503 OCs con edades mayores de 100 Ma dentro de un radio galactocéntrico (R_{GC}) de ~ 12 kpc basado en la tercera publicación de datos de *Gaia* (DR3, *Gaia* Collaboration et al. 2022b). Desafortunadamente, *Gaia* solo proporciona abundancias para unos pocos elementos debido a su resolución espectral, $\sim 11\,500$, y su pequeño rango en longitud de onda, 845 a 872 nm (*Gaia* Collaboration et al. 2016).

Los sondeos espectroscópicos terrestres de alta resolución, $R > 20\,000$, proporcionan velocidades radiales y abundancias químicas con mayor precisión que *Gaia*. GES (*Gaia*-ESO survey, Gilmore et al. 2012), APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment, Majewski et al. 2017, $R \sim 22\,500$), y GALAH (GALactic Archaeology with HERMES, De Silva et al. 2015, $R \sim 28\,000$) han estudiado OCs. GES y GALAH muestrean el hemisferio sur, mientras que APOGEE observa ambos hemisferios utilizando telescopios e instrumentos gemelos.

APOGEE y GALAH no han realizado observaciones específicamente diseñadas para estudiar cúmulos abiertos, lo que significa que las estrellas estudiadas se encuentran en diferentes estados evolutivos y, por tanto, muestran diferentes abundancias debidas a la evolución estelar y la difusión atómica. Además, el número de estrellas muestreadas varía mucho entre los OCs estudiados, y muchos de ellos presentan abundancias medidas para una sola estrella. De los 150 OCs observados en APOGEE (Myers et al. 2022), solo 47 tienen abundancias de al menos cuatro estrellas. En el caso de GALAH, de los 75 sistemas observados (Spina et al. 2021), solo 14 OCs tienen medidas de al menos cuatro estrellas.

GES utilizó dos instrumentos diferentes: GIRAFFE, con una resolución espectral similar a APOGEE y GALAH, y UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph, Dekker et al. 2000), con una resolución espectral de $R \sim 47\,000$ que cubre un rango de longitudes de onda entre 480 y 680 nm. Recientemente, Magrini et al. (2022, en adelante GES23) han estudiado una muestra de 62 OCs mayores de 100 Ma a partir de espectros adquiridos con GES-UVES. Su trabajo proporciona abundancias para 25 elementos químicos, incluyendo un número de elementos de captura neutrónica, como Y, Zr, Mo o Pr. Sin embargo, GES solo ha muestreado el hemisferio sur, lo que limita la cobertura en azimut galáctico.

1.5 Objetivos de la tesis

La presente tesis se engloba dentro del proyecto *Open Clusters Chemical Abundances from Spanish Observatories* (OCCASO), cuyo principal objetivo es estudiar la evolución cinemática y química del disco galáctico midiendo velocidades radiales, parámetros atmosféricos y abundancias elementales detalladas de estrellas pertenecientes a cúmulos abiertos. Para ello, se estudian al menos cuatro estrellas del apelotonamiento rojo (RC, por sus siglas en inglés) pertenecientes a OCs mediante espectroscopía de alta resolución, $R > 60\,000$, y cubriendo un amplio rango de longitudes de onda, de 400 a 900 nm. El proyecto utiliza tres de los telescopios y espectrógrafos de alta resolución disponibles en territorio español (ver sec. 2.1.1). Las observaciones comenzaron en 2013 y continúan en la actualidad. El proyecto fue inicialmente diseñado como contrapartida en el hemisferio norte de GES-UVES, que realiza observaciones de OCs en el hemisferio sur. Al tratarse de dos estudios realizados con espectroscopía de alta resolución, con una estrategia observacional y análisis de datos similares, pueden combinarse sus muestras. Desde que se diseñó el proyecto OCCASO, APOGEE y GALAH también han proporcionado abundancias químicas de OCs, aunque determinadas con resoluciones menores. Se han observado cúmulos en común en las cuatro muestras, lo que hace posible combinarlas para estudiar la evolución química galáctica.

La presente tesis tiene los siguientes objetivos:

- Ampliar la muestra de cúmulos observados en OCCASO.
- Obtener velocidades radiales de los OCs y estudiar sus propiedades cinemáticas y sus órbitas.
- Conseguir abundancias químicas precisas de elementos producidos mediante todos los procesos de nucleosíntesis.
- Estudiar diferentes observables de la evolución química galáctica, como son: la dependencia entre la abundancia de cada elemento y el hierro ($[X/Fe]$ respecto a $[Fe/H]$), la dependencia de la abundancia con la edad, los gradientes radiales de abundancia y su dependencia con la edad, el gradiente de abundancia azimutal y los gradientes con la altura sobre el plano galáctico.
- Analizar cúmulos en la parte externa del disco galáctico, para lo que hemos comenzado un estudio empleando el Gran Telescopio Canarias (GTC) y el Multi Espectrógrafo en GTC de Alta Resolución para Astronomía (MEGARA). Se ha seleccionado este instrumento y telescopio debido a que el brillo de los objetos por estudiar es demasiado bajo para la instrumentación empleada en OCCASO.

1.6 Esquema de la tesis

Esta tesis está organizada de la siguiente manera: tras este primer capítulo introductorio, describimos en el capítulo 2 las observaciones, y el proceso de reducción de datos tanto de OCCASO como de los cúmulos estudiados con MEGARA. En el capítulo 3, explicamos la determinación de velocidades radiales obtenidas del análisis espectroscópico y las combinamos con los movimientos propios y las posiciones obtenidos por *Gaia*. Analizamos la cinemática de los OCs y estudiamos sus órbitas, asumiendo diferentes posibles potenciales gravitatorios de la Vía Láctea. En el capítulo 4, especificamos la determinación de parámetros atmosféricos, y abundancias químicas, comparando los resultados de los dos métodos de análisis que hemos empleado y cotejando nuestros resultados con los de la literatura. En el capítulo 5 estudiamos diferentes observables de la evolución química galáctica, como son la dependencia entre la abundancia de cada elemento y el hierro ($[X/Fe]$ respecto a $[Fe/H]$), la dependencia de la abundancia con la edad, y los gradientes radiales de abundancia y su dependencia con la edad, los gradientes con la altura al plano galáctico, y evaluamos la posible existencia de un gradiente azimutal de abundancia.

Capítulo 2

Observaciones y reducción de datos

Este capítulo describe las observaciones realizadas y el procedimiento de reducción de datos, tanto en el proyecto OCCASO (sec. 2.1) como en el estudio de la parte externa del disco galáctico realizado con MEGARA (sec. 2.2). Detallamos los instrumentos y telescopios utilizados en OCCASO en la subsec. 2.1.1, los criterios de selección y cúmulos estudiados en la subsec. 2.1.2, y el proceso de reducción de datos en la subsec. 2.1.3. De igual forma, describimos la instrumentación empleada en el estudio de la parte externa del disco galáctico con MEGARA en la subsec. 2.2.1, la estrategia observacional en la subsec. 2.2.2 y la reducción de datos en la subsec. 2.2.3.

2.1 OCCASO

El proyecto OCCASO, estudia estrellas del RC miembro de cúmulos mediante espectroscopía de alta resolución, con el objetivo principal de obtener abundancias químicas precisas. Durante la historia del proyecto se han publicado cinco artículos. En Casamiquela et al. (2016, en adelante artículo I) se presentó el proyecto y se publicaron las velocidades radiales de 77 estrellas pertenecientes a 12 cúmulos. Los parámetros atmosféricos y las abundancias de Fe de 115 estrellas pertenecientes a 18 cúmulos fueron determinados por Casamiquela et al. (2017, en adelante artículo II). Casamiquela et al. (2019, en adelante artículo III) lo ampliaron derivando abundancias de cinco elementos del pico del Fe y cinco elementos α para la misma muestra. Las velocidades radiales de 336 estrellas pertenecientes a 51 cúmulos han sido presentadas por Carrera et al. (2022, en adelante artículo IV). Además, se ha publicado un artículo, Casamiquela et al. (2018), dedicado al estudio de NGC6705.

2.1.1 Instrumentación

OCCASO emplea tres instrumentos de alta resolución disponibles en los observatorios españoles: FIES (*Fiber-fed Echelle Spectrograph*) en el telescopio nórdico óptico (NOT, por sus siglas en inglés); HERMES (*High Efficiency and Resolution Mercator Echelle Spectrograph*) en el telescopio Mercator, ambos situados en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma (España); y CAFE (*Calar Alto Fiber-fed Echelle spectrograph*) en el telescopio de 2.2 m del Centro Astronómico Hispano en Andalucía (CAHA) en Almería (España).

FIES (Telting et al. 2014) es un espectrógrafo *echelle* instalado en el telescopio NOT de 2.5 m. Hasta 2017 este instrumento tenía un rango espectral entre 370 y 730 nm y una resolución máxima de $R \sim 67\,000$. En 2017 se modificó el instrumento, cambiando el haz de fibras y el detector CCD. El rango espectral se amplió (370-900 nm) manteniendo la resolución espectral. De ahora en adelante, nos referimos a este instrumento como NOT1 y NOT2, antes y después de 2017, respectivamente.

HERMES (Raskin et al. 2011) se encuentra en el telescopio Mercator de 1.2 m. El rango espectral del espectrógrafo es de 377 a 900 nm y su resolución es de $R \sim 82\,000$. A pesar del menor diámetro del telescopio, la alta eficiencia del espectrógrafo hace que esta sea una de las combinaciones instrumento-telescopio con las que más objetos hemos observado en el proyecto OCCASO. Denotamos a este instrumento como MERC en el resto del trabajo.

CAFE (Lillo-Box et al. 2020) es un espectrógrafo *echelle* en el telescopio de 2.2 m de CAHA. El rango espectral del instrumento es de 400 a 900 nm y su resolución es de $R \sim 62\,000$. Utilizamos la nomenclatura CAH2¹ para referirnos a este el en el resto del trabajo.

2.1.2 Criterios de selección y cúmulos estudiados

Seleccionamos los OCs para observar en OCCASO de acuerdo con los siguientes criterios:

1. Visibles desde los observatorios a los que tenemos acceso en el hemisferio norte.
2. Estrellas que se encuentran en la misma etapa evolutiva, el RC, para evitar la variación de abundancias entre estrellas causada por la evolución estelar. Las estrellas del RC pueden identificarse fácilmente incluso en diagramas color-magnitud (CMD, por sus siglas en inglés) poco poblados. También son más brillantes que las estrellas de la secuencia principal, lo que nos permite observarlas a distancias heliocéntricas mayores. Al ser más calientes que

¹El dos en el nombre se incluye, ya que este instrumento se modificó en 2018 al cambiarse la red de difracción del mismo. Se realizaron observaciones con la versión del instrumento antes de 2018, pero no se utilizan en este trabajo por su bajo nivel de señal a ruido.

las gigantes más brillantes, sus espectros están menos poblados de líneas, lo que permite determinar con mayor precisión los parámetros atmosféricos (temperatura efectiva, gravedad superficial y metalicidad) y las abundancias químicas.

3. El anterior requisito limita nuestra muestra a cúmulos con edades mayores de 100 Ma, ya que las estrellas de sistemas más jóvenes no han tenido tiempo suficiente para evolucionar hasta la etapa RC.
4. Inicialmente, seleccionábamos OCs con seis o más estrellas en la posición del RC, lo que permite determinar las abundancias del cúmulo, incluso aunque alguna de las estrellas resulte no ser miembro del mismo. Con la segunda publicación de datos de *Gaia* (DR2 *Gaia* Collaboration et al. 2018), la determinación de miembros de cada cúmulo pasó a ser mucho más precisa, lo que nos permitió reducir el requisito mínimo de estrellas a cuatro.
5. Con magnitud RC más brillante que $G = 13.5$ mag, limitada por los instrumentos/telescopios disponibles.
6. Seleccionados para muestrear el mayor rango posible de edad, metalicidad, altura sobre el plano, radio y azimut galactocéntricos, dando prioridad a las regiones menos estudiadas. De este modo, mejoramos la homogeneidad del muestreo del disco galáctico.
7. Objetos en común con estudios previos de alta resolución en la literatura (p. ej., Carrera & Pancino 2011; Bragaglia & Tosi 2006), y OCs seleccionados en otros sondeos (GES, APOGEE) con fines comparativos.
8. Repetición de algunos OCs con los diferentes instrumentos/telescopios con fines comparativos y de calibración interna.

Cuando OCCASO comenzó en 2013, utilizamos toda la información disponible en la literatura, por ejemplo CMD, velocidades radiales y movimientos propios, con el fin de seleccionar los miembros más probables para cada cúmulo. Esta estrategia inicial ha sido revisada desde *Gaia* DR2. En primer lugar, basamos nuestra selección de miembros en las probabilidades de pertenencia determinadas a partir de los movimientos propios y paralajes de *Gaia* DR2 por Cantat-Gaudin et al. (2018, 2020). Además, incluimos nuevos sistemas descubiertos a partir de *Gaia* DR2 (Castro-Ginard et al. 2018, 2019, 2020).

Desde el inicio del proyecto en 2013 hasta agosto de 2023 se han realizado 38 campañas de observación durante un total de 201 noches (tabla 2.1). Hemos obtenido espectros de 375 estrellas pertenecientes a 71 OCs. Durante el periodo de la presente tesis doctoral se ha observado durante 121 noches repartidas en 21 campañas de observación, obteniendo espectros de estrellas en 53 OCs. En este trabajo se presentan resultados basados en las primeras 131 noches de observación, hasta diciembre de 2020, durante las que se han completado 51 OCs a partir de espectros de 312 estrellas.

Tabla 2.1: Resumen de las campañas de observación. Se detalla la campaña de observación, la instrumentación utilizada, la fecha, el número de noches y el porcentaje de noches útiles (no perdidas por causas meteorológicas o problemas técnicos).

Campaña	Configuración instrumental	Fecha de comienzo			Número de noches	Noches útiles
		día	mes	año		
1	NOT1	1	Abril	2013	2	50 %
2	MERC	25	Julio	2013	5	100 %
3	NOT1	23	Septiembre	2013	3	50 %
4	MERC	1	Octubre	2013	5	30 %
5	NOT1	25	Noviembre	2013	5	60 %
6	MERC	21	Mayo	2014	5	85 %
7	NOT1	6	Septiembre	2014	5	90 %
8	NOT1	7	Octubre	2014	5	75 %
9	MERC	18	Diciembre	2014	5	85 %
10	MERC	27	Abril	2015	5	90 %
11	NOT1	28	Agosto	2015	5	100 %
12	NOT1	16	Diciembre	2015	5	90 %
13	NOT1	14	Enero	2016	7	55 %
14	NOT1	5	Agosto	2016	5	100 %
15	MERC	9	Febrero	2017	5	20 %
16 ^a	NOT2	13	Julio	2017	5	0 %
17	CAH2	23	Octubre	2018	3	100 %
18	MERC	26	Junio	2018	5	100 %
19	MERC	25	Julio	2019	11	90 %
20	NOT2	19	Septiembre	2019	5	80 %
21	CAH2	8	Noviembre	2019	5	35 %
22	MERC	9	Diciembre	2019	10	80 %
23	NOT2	30	Diciembre	2019	5	75 %
24	CAH2	12	Junio	2020	5	80 %
25	MERC	3	Diciembre	2020	3	0 %
26	CAH2	3	Diciembre	2020	1	70 %

Campaña	Configuración instrumental	Fecha de comienzo			Número de noches	Noches útiles
		día	mes	año		
27	CAH2	5	Enero	2021	6	15 %
28	NOT2	15	Febrero	2021	4	50 %
29	MERC	16	Agosto	2021	9	80 %
30	NOT2	1	Septiembre	2021	5	80 %
31	CAH2	2	Noviembre	2021	5	29 %
32	NOT2	16	Noviembre	2021	5	30 %
33	MERC	8	Diciembre	2021	6	17 %
34	CAH2	5	Julio	2022	4	56 %
35	MERC	12	Septiembre	2022	11	80 %
36	NOT2	22	Septiembre	2022	6	27 %
37	MERC	14	Diciembre	2022	10	80 %
38	NOT2	14	Julio	2023	4	80 %

^a La campaña completa no fue útil debido a luz parásita en la cámara después de una actualización del instrumento.

Con la finalidad de determinar de manera precisa las abundancias químicas promedio de cada cúmulo, estudiamos aquellos para los que se han observado al menos cuatro estrellas en el RC con $S/N > 50$, lo que reduce la muestra analizada a 194 estrellas pertenecientes a 36 cúmulos. Esta muestra cubre una porción importante del disco galáctico, extendiéndose en radio galactocéntrico $6.4 \leq R_{GC} \leq 11.7$ kpc y en azimut $10^\circ \leq \phi \leq 32^\circ$ (fig. 2.1 y parte superior de la fig. 2.2). En la parte inferior de la fig. 2.2, también representamos las regiones de altura respecto al plano galáctico (Z) y edades de los OCs, comparadas con el histograma del catálogo de Cantat-Gaudin et al. (2020). Con la muestra actual hemos conseguido una buena cobertura en ambos parámetros, teniendo cúmulos con valores $-0.4 \leq Z \leq 0.87$ kpc y edades en casi todo el rango del catálogo de Cantat-Gaudin et al. (2020). La tabla 2.2 contiene nuestra muestra de OCs. Las posiciones y edades son las calculadas por Cantat-Gaudin et al. (2020) a partir de *Gaia* DR2 (*Gaia* Collaboration et al. 2018).

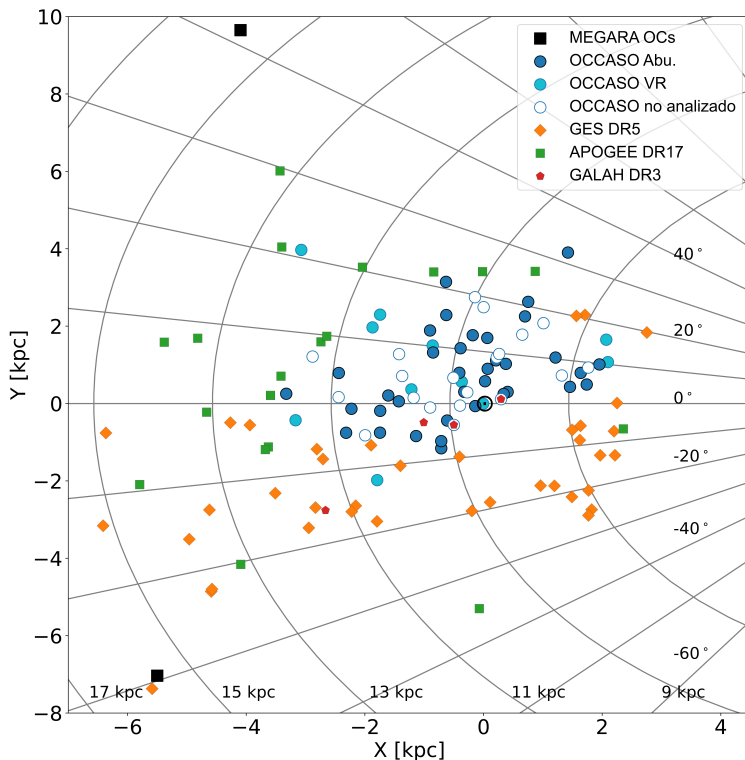


Figura 2.1: Cúmulos observados en OCCASO y estudiados durante esta tesis y su distribución espacial XY galactocéntrica: observados con MEGARA (cuadrados negros); cúmulos observados en OCCASO para los que solo hemos determinado velocidades radiales (ver capítulo 4, círculos cian); cúmulos observados en OCCASO para los que, además, hemos determinado abundancias químicas (círculos azules rellenos); cúmulos observados en OCCASO en proceso de reducción y análisis (círculos vacíos); cúmulos que cumplen requisitos similares a los de OCCASO (al menos cuatro estrellas del RC observadas con resolución espectral superior a 20000): GES DR5 (diamantes naranjas), APOGEE DR17 (cuadrados verdes) y GALAH DR3 (pentágonos rojos).

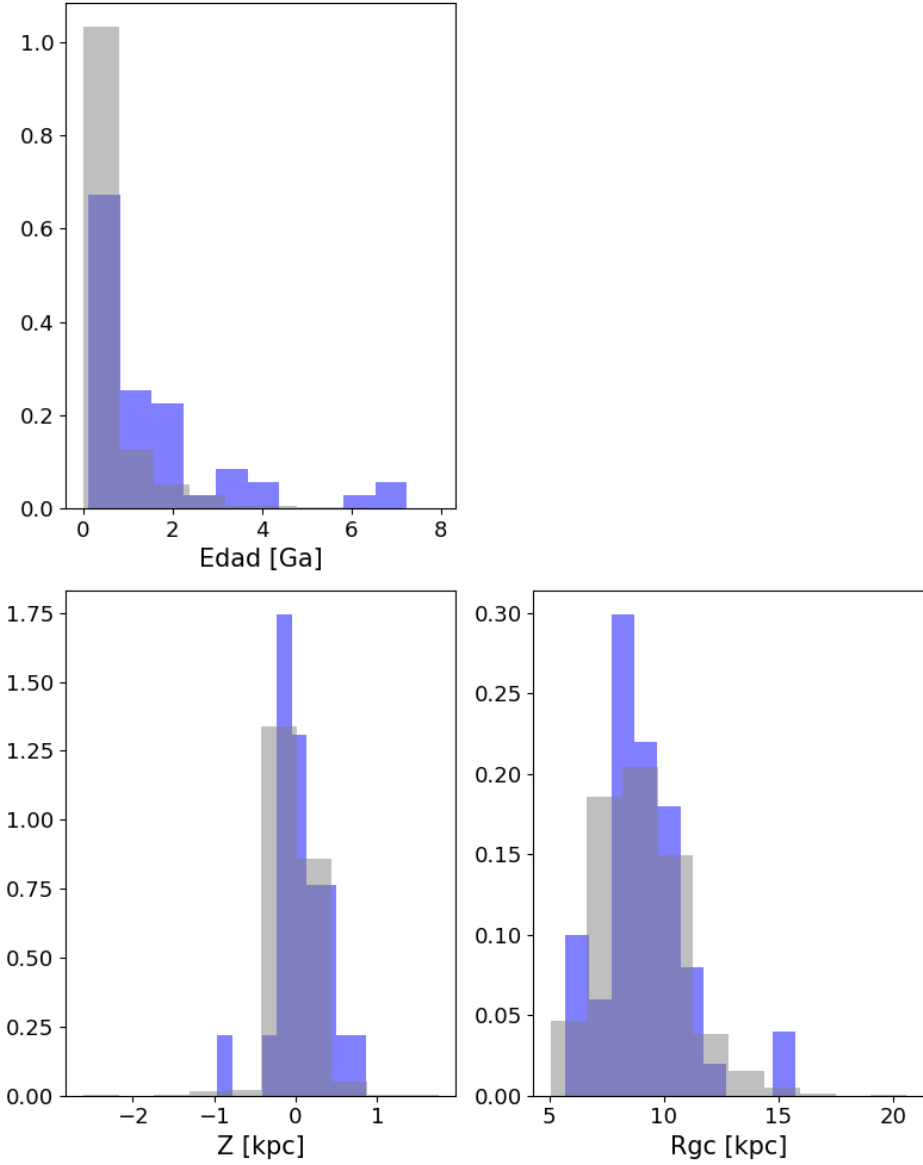


Figura 2.2: Histogramas con la distribución de los cúmulos estudiados en esta tesis doctoral (azul) y los pertenecientes al catálogo Cantat-Gaudin et al. (2020) (gris). Comparamos las dos muestras en función de su edad (arriba a la izquierda), altura respecto al plano (abajo a la izquierda) y R_{GC} (abajo a la derecha).

Tabla 2.2: Propiedades de los 71 cúmulos observados en el proyecto OCCASO. Las posiciones y edades son las obtenidas por Cantat-Gaudin et al. (2020) a partir de *Gaia* DR2 (*Gaia* Collaboration et al. 2018). La columna N muestra el número de estrellas del RC. La columna I marca la información obtenida por cúmulo, siendo: 1, se ha medido la v_{rad} y abundancia química; 2, se ha obtenido solo la v_{rad} ; 3, no se ha determinado ni la v_{rad} ni la abundancia química (ver capítulo 4); 4, el OC se ha observado, pero está en proceso de reducción (separados por una línea).

Cúmulo	α_{ICRS} [$^{\circ}$]	δ_{ICRS} [$^{\circ}$]	Edad [Ga]	Distancia [pc]	X [pc]	Y [pc]	Z [pc]	R_{GC} [pc]	N	I
ASCC 108	298.306	39.349	0.11	1160	310	1110	122	8105	3	3
Alessi 1	13.343	49.536	1.44	689	-367	561	-159	8726	4	2
Berkeley 17	80.13	30.574	7.24	3341	-3325	252	-214	11668	4	1
COIN-Gaia 11	68.11	39.479	0.79	669	-635	199	-68	8977	5	3
FSR 0278	307.761	51.021	2.19	1708	63	1695	202	8448	5	1
FSR 0850	86.257	24.74	0.47	2232	-2226	-136	-89	10567	3	1
IC 4756	279.649	5.435	1.29	506	406	299	47	7938	7	1
King 1	5.505	64.383	3.63	1727	-857	1499	51	9318	8	2
Melotte 72	114.618	-10.698	0.98	2684	-1793	-1981	251	10325	4	2
Melotte 111	186.014	25.652	0.65	85	-7	-6	85	8347	0	2
NGC 188	11.798	85.244	7.08	1698	-851	1319	646	9285	4	1
NGC 559	22.387	63.301	0.26	2884	-1743	2297	37	10341	4	2
NGC 609	24.102	64.54	0.22	5023	-3072	3969	183	12083	7	2
NGC 1817	78.139	16.696	1.12	1799	-1742	-189	-405	10084	5	1
NGC 1907	82.033	35.33	0.59	1618	-1605	207	8	9947	4	1
NGC 2099	88.074	32.545	0.45	1432	-1429	58	77	9769	8	1
NGC 2126	90.658	49.883	0.98	1304	-1215	366	296	9563	3	2
NGC 2266	100.832	26.976	0.81	3251	-3169	-433	581	11517	6	2
NGC 2354	108.503	-25.724	1.41	1370	-713	-1158	-163	9127	6	1
NGC 2355	109.247	13.772	1.0	1941	-1744	-753	397	10112	6	1
NGC 2420	114.602	21.575	1.74	2587	-2316	-757	869	10683	7	1
NGC 2539	122.658	-12.834	0.69	1228	-713	-971	236	9105	5	1
NGC 2632	130.054	19.621	0.68	183	-139	-67	98	8479	4	1
NGC 2682	132.846	11.814	4.27	889	-613	-440	470	8964	8	1
NGC 6603	274.616	-18.409	0.22	2727	2658	606	-62	5713	2	3
NGC 6633	276.845	6.615	0.69	424	339	247	61	8004	4	1
NGC 6645	278.158	-16.918	0.51	1810	1739	490	-113	6618	6	1
NGC 6705	282.766	-6.272	0.31	2203	1955	1009	-106	6464	12	1
NGC 6728	284.715	-8.953	0.6	1829	1638	791	-181	6747	5	1
NGC 6755	286.942	4.224	0.14	2647	2069	1649	-78	6483	4	2
NGC 6791	290.221	37.778	6.31	4231	1423	3903	800	7942	6	1
NGC 6811	294.34	46.378	1.07	1161	212	1116	241	8203	6	1

Cúmulo	α_{ICRS} [$^{\circ}$]	δ_{ICRS} [$^{\circ}$]	Edad [Ga]	Distancia [pc]	X [pc]	Y [pc]	Z [pc]	R_{GC} [pc]	N	I
NGC 6819	295.327	40.19	2.24	2765	754	2628	407	8027	4	1
NGC 6939	307.917	60.653	1.7	1815	-182	1764	386	8703	5	1
NGC 6940	308.626	28.278	1.35	1101	376	1026	-137	8029	6	1
NGC 6991	313.621	47.4	1.55	577	26	576	15	8333	3	1
NGC 6997	314.128	44.64	0.65	901	71	898	-7	8317	6	1
NGC 7142	326.29	65.782	3.09	2406	-628	2288	396	9255	4	1
NGC 7245	333.812	54.336	0.6	3210	-632	3145	-104	9507	5	1
NGC 752	29.223	37.794	1.17	483	-324	303	-191	8669	7	1
NGC 7762	357.472	68.035	2.04	897	-408	794	91	8784	5	1
NGC 7789	-0.666	56.726	1.55	2100	-901	1887	-196	9432	4	1
Ruprecht 171	278.012	-16.062	2.75	1522	1458	430	-82	6895	6	1
Skiff J1942+38.6	295.611	38.645	1.48	2378	700	2251	312	7964	6	1
UBC 3	283.799	12.326	0.12	1704	1214	1187	141	7223	4	1
UBC 6	344.01	51.187	0.74	1493	-387	1428	-199	8843	6	1
UBC 44	31.11	54.359	0.81	2737	-1871	1969	-333	10399	4	2
UBC 59	82.239	48.043	0.49	2585	-2439	789	334	10808	3	1
UBC 106	280.475	-5.417	0.16	2353	2096	1069	-14	6334	6	2
UBC 215	100.461	-5.243	0.41	1419	-1137	-842	-111	9514	5	1
UPK 55	296.812	10.428	0.21	769	504	573	-98	7856	3	3
Berkeley 55	319.232	51.762	0.20	2754	-145	2749	86	8919	6	4
Collinder 421	305.829	41.701	0.23	1214	222	1193	53	8205	3	4
Collinder 463	27.031	71.738	0.11	849	-508	665	138	8874	3	4
Czernik 12	39.853	54.922	1.35	1919	-1423	1277	-158	9847	4	4
Czernik 25	93.432	6.953	0.74	2167	-1995	-822	-193	10368	3	4
Koposov 12	90.245	35.287	0.39	2461	-2442	164	257	10783	4	4
LP 1235	281.846	-5.255	0.40	1998	1766	931	-52	6638	4	4
LP 2117	282.302	-4.466	0.63	1507	1321	723	-40	7055	4	4
NGC 1513	62.47	49.504	0.29	1546	-1372	711	-42	9738	3	4
NGC 1662	72.198	10.882	0.78	428	-396	-54	-154	8736	2	4
NGC 2168	92.272	24.336	0.15	906	-899	-104	35	9240	3	4
NGC 2548	123.412	-5.726	0.39	772	-500	-552	205	8857	3	4
NGC 7062	320.862	46.385	0.43	2492	1	2489	-119	8702	4	4
Ruprecht 147	289.087	-16.333	3.03	323	294	112	-71	8046	4	4
Stock 2	33.856	59.522	0.40	399	-274	290	-11	8619	4	4
UBC 130	298.06	27.437	0.03	2308	1011	2075	7	7616	4	4
UBC 141	313.576	35.686	2.09	1315	264	1281	-135	8176	4	4
UBC 199	67.449	25.422	1.15	1233	-1178	148	-333	9519	5	4
UBC 364	306.276	29.74	0.32	1902	653	1780	-153	7890	5	4
UBC 427	71.783	49.035	0.60	3130	-2881	1214	135	11287	4	4

2.1.3 Reducción de datos

En el artículo I se presentó la estrategia de reducción de datos. El primer paso en la reducción es la eliminación del nivel de *bias*² en las imágenes obtenidas por el dispositivo de carga acoplada (CCD, por sus siglas en inglés). Para eliminar este valor de las cuentas en las imágenes de ciencia, utilizamos las imágenes de calibración de *bias*. Estas últimas se toman con tiempo de exposición cero.

El segundo paso es realizar el trazado y la extracción de órdenes, para lo que es necesario identificar las regiones del CCD en las que se encuentra cada sección del espectro. Para ello se obtienen espectros de una lámpara de calibración que emite en el continuo, habitualmente lámparas halógenas. El tercer paso es corregir el campo plano, es decir, caracterizar las variaciones de sensibilidad del detector. Se utilizan las mismas imágenes de calibración que en el paso anterior. Por último, se realiza la calibración en longitud de onda, a partir de espectros de lámparas de calibración que emiten en longitudes de onda específicas, de manera habitual se utilizan las lámparas ThAr y ThNe.

Todos estos pasos los realizan las cadenas de procesamiento de datos desarrolladas para cada instrumento: HERMESDRS para HERMES (Raskin et al. 2011); FIEStool para FIES (Telting et al. 2014); y CAFExtractor para CAFE (Lillo-Box et al. 2020). Estas cadenas de procesamiento también proporcionan espectros finales con todos los órdenes unidos.

En la primera versión del procesamiento de datos (artículo I) se utilizaban los espectros finales, y se realizaban las siguientes etapas del procesamiento de manera manual, empleando diferentes tareas de IRAF y DAOSPEC. Dichas etapas de procesamiento se describen más adelante en su versión actual. Se detectaron algunas ondulaciones en estos espectros, particularmente en las regiones de solapamiento entre órdenes. Estas características no afectan a la determinación de la v_{rad} , pero tienen un fuerte impacto en el análisis de abundancias químicas porque la forma del continuo está distorsionada, y es muy problemático de corregir *a posteriori* con el algoritmo de normalización global. Por esta razón, desde el artículo II, comenzamos nuestro procedimiento de reducción de datos a partir de los espectros extraídos y calibrados en longitud de onda, pero aún separados por órdenes. Además, se pasó a una versión automatizada del proceso de reducción de datos escrita en IDL³. Describimos a continuación nuestro proceso de reducción actual.

²El *bias* en la imagen de un CCD es el valor que se añade a todos los píxeles en el proceso de lectura por el amplificador. Su función es la de evitar la aparición de valores negativos, y de esta forma evitar usar un bit para guardar el signo. Este valor debe ser caracterizado y eliminado en el proceso de reducción de datos.

³Exelis Visual Information Solutions, Boulder, Colorado

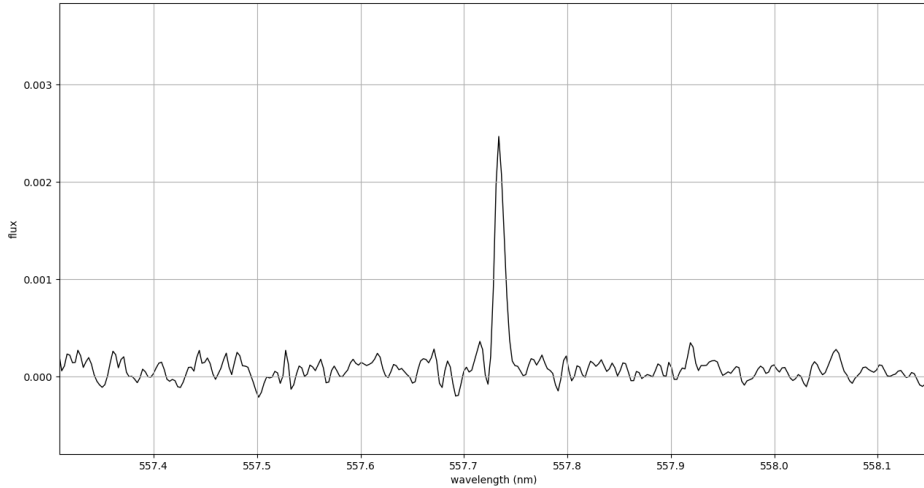


Figura 2.3: Espectro del cielo en una región sin estrellas, con la línea de emisión a 557.73 nm.

Módulo 1:

Emisión del cielo y corrección de la absorción telúrica: adquirimos una exposición del cielo en una región sin estrellas en cada campaña de observación para sustraer la emisión del cielo (fig. 2.3). Además, obtenemos varias exposiciones de estrellas brillantes, calientes y de rotación rápida para eliminar las líneas de absorción de la atmósfera, también llamadas líneas telúricas. Un ejemplo de estas son las bandas de O_2 y H_2O . La emisión del cielo, tanto el continuo como las líneas, se elimina siguiendo el procedimiento descrito en el artículo IV. Para cada orden, los espectros del cielo y del objeto se separan en dos componentes: continuo y líneas. El componente de líneas del cielo se coloca en la misma escala de longitud de onda que el objeto mediante correlación cruzada. De este modo se realiza una comprobación adicional de la calibración de la longitud de onda, para verificar de forma externa su precisión. Las desviaciones obtenidas son insignificantes, del orden de 0.001 píxeles, lo que confirma que no hay problemas en las calibraciones de longitud de onda. Debido a que las exposiciones del objeto y del cielo no fueron adquiridas en las mismas condiciones, las componentes de línea del cielo y del objeto se comparan para buscar el factor de escala que minimice los residuos de la línea de cielo. Este procedimiento se realiza en cada orden.

El continuo del objeto se añade de nuevo al espectro sustraído de líneas de cielo. Por último, se resta el continuo del cielo, suponiendo que el factor de escala es el mismo que para la componente de la línea de cielo. Como nuestro objetivo no es obtener espectros calibrados en flujo, y para evitar añadir ruido a los espectros, este procedimiento solo se aplica a aquellos órdenes que contienen líneas de emisión

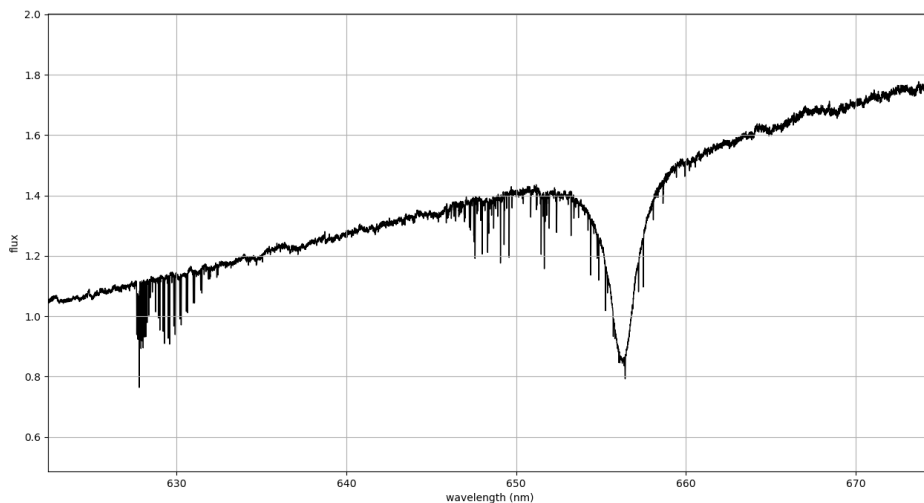


Figura 2.4: Espectro de la estrella de alta rotación HR 7235 donde puede identificarse la línea H_{α} y las líneas de absorción telúricas (líneas estrechas).

del cielo significativas, es decir, 3σ por encima del nivel del continuo. Con el fin de limpiar el espectro de líneas de absorción telúricas, normalizamos tanto la estrella telúrica como el objeto. Este procedimiento elimina las líneas de absorción de la estrella telúrica, que están muy ensanchadas por rotación (ver fig. 2.4). Como en el caso de la emisión en el cielo, la absorción telúrica y de línea del objeto se comparan para buscar el factor de escala que minimice los residuos de líneas telúricas en toda la región espectral cubierta por cada orden. Después de aplicar este factor de escala, el espectro de la línea telúrica se resta del espectro de la línea del objeto antes de volver a añadir el continuo del objeto. Finalmente, con cada espectro aún separado en órdenes, se aplica la corrección heliocéntrica. Esta consiste en desplazar la longitud de onda para tener en cuenta el movimiento del observador respecto al Sol.

Módulo 2:

Combinación, normalización y fusión de órdenes: se adquieren al menos tres exposiciones de cada objeto individual para eliminar la contaminación por rayos cósmicos. El procedimiento seguido para combinarlas es el siguiente. (i) Se elige como referencia la exposición con la mayor relación S/N. Con los espectros individuales aún separados por órdenes, cada orden de cada exposición individual se correlaciona con el mismo orden de la exposición de referencia para determinar los desplazamientos iniciales en longitud de onda. (ii) Después de aplicar estos desplazamientos para cada orden, las exposiciones individuales se promedian ponderando por la S/N individual de cada exposición. En caso de

haber exposiciones con S/N por debajo de 10, se eliminan, ya que no aportarán información al espectro final y aumentarán el nivel del ruido. (iii) De nuevo, para cada orden, los espectros individuales se cruzan con el promediado para refinar los desplazamientos entre ellos. Los pasos (ii) y (iii) se repiten hasta que no se encuentren desplazamientos significativos. Este procedimiento aumenta la S/N de los espectros (fig. 2.5) y también permite detectar la variabilidad de la v_{rad} si las exposiciones están distribuidas en el tiempo (véase el capítulo 3). Los espectros promediados de cada orden se normalizan ajustando la envolvente superior con un polinomio de bajo grado para eliminar el efecto de la respuesta del instrumento y el continuo de emisión de la estrella en la forma de los espectros. Resulta difícil ajustar órdenes muy poblados de líneas y órdenes que contienen líneas intensas. Para resolver este problema, aprovechamos el hecho de que la forma de cada orden viene determinada principalmente por la función respuesta del instrumento, y está relacionada con la de los órdenes adyacentes. Por lo tanto, el continuo de los órdenes problemáticos se calcula interpolando el continuo del resto de los órdenes. Este procedimiento se repite hasta que no se encuentran variaciones relativas significativas con respecto a la iteración anterior. Finalmente, los órdenes individuales se fusionan en un único espectro unidimensional. El flujo de las regiones solapadas cubiertas por dos órdenes se obtiene promediando los flujos de ambas.

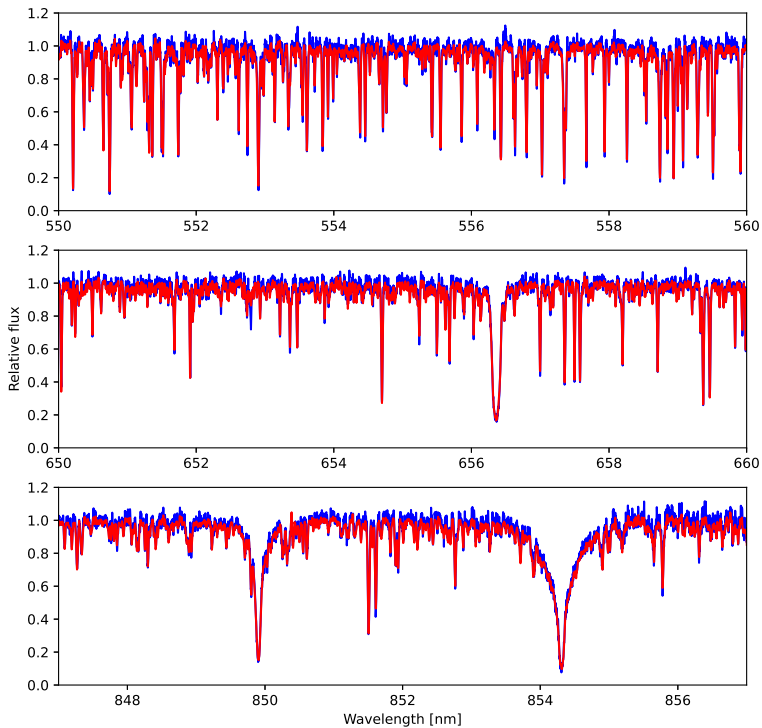


Figura 2.5: Comparación entre los espectros finales obtenidos con el procedimiento antiguo, en azul (véase el artículo I para más detalles), y el nuevo, en rojo, en tres ventanas de longitud de onda diferentes para una estrella típica adquirida con HERMES en el telescopio Mercator.

2.2 MEGARA@GTC

Nuestro objetivo es proporcionar una determinación de la abundancia química de los cúmulos del disco externo. A partir del catálogo de Cantat-Gaudin et al. (2020) hemos seleccionado cúmulos a radios galactocéntricos mayores de 15.5 kpc, región del disco poco estudiada. Más allá de este radio, se han medido abundancias en más de una estrella solo para cuatro cúmulos en GES y APOGEE. Las estrellas que conforman estos cúmulos tienen brillos muy inferiores a los que se pueden observar con los instrumentos y telescopios con los que hemos realizado el proyecto OCCASO.

2.2.1 Instrumentación

MEGARA es una unidad de campo integral (IFU, por sus siglas en inglés) y espectrógrafo multi-objeto (MOS, por sus siglas en inglés) instalado en GTC de 10.4 m en La Palma (Gil de Paz et al. 2018; Carrasco et al. 2018). MEGARA tiene 18 redes de difracción, seis de ellas en baja resolución ($R \sim 6000$), 10 en media resolución ($R \sim 12000$) y dos en alta resolución ($R \sim 18000$), cada una de ellas cubre un rango espectral diferente. La fig. 2.6 muestra el rango espectral y la resolución de cada red. Estas características son iguales tanto en el modo IFU como en el MOS, dado que el diámetro de las fibras ópticas es igual en ambos modos de observación.

La IFU está constituida por 567 fibras hexagonales contiguas, cada una con una diagonal de 0.62 arcsec, encapsuladas de forma rectangular, lo que da como resultado un campo de visión de 12.54×11.3 arcsec². El instrumento cuenta con ocho haces de fibras situados en las partes externas del instrumento, alejados de la IFU, que permiten realizar observaciones simultáneas del cielo utilizando 56 fibras hexagonales.

El modo MOS consta de 92 grupos de fibras montados sobre posicionadores robóticos, donde cada grupo está constituido por siete fibras (fig. 2.7). Los haces de fibras pueden posicionarse dentro de un campo de 3.5×3.5 arcsec². Este modo permite adquirir espectros de 92 objetos diferentes que se encuentren en regiones diferentes del campo, en una misma exposición.

Hemos seleccionado la red de difracción HR-R, dado que tiene una resolución $R \sim 18000$ y cubre el rango espectral 640.56-679.71 nm; esto nos permite estudiar líneas del Fe, Ca, Co, Ni, Ba y Eu. Debido a que el modo MOS de MEGARA no ha estado disponible durante el periodo en el que se ha desarrollado la tesis, realizamos las observaciones utilizando el modo IFU. Esto limita la cantidad de estrellas que se pueden estudiar por cúmulo en un solo apuntado.

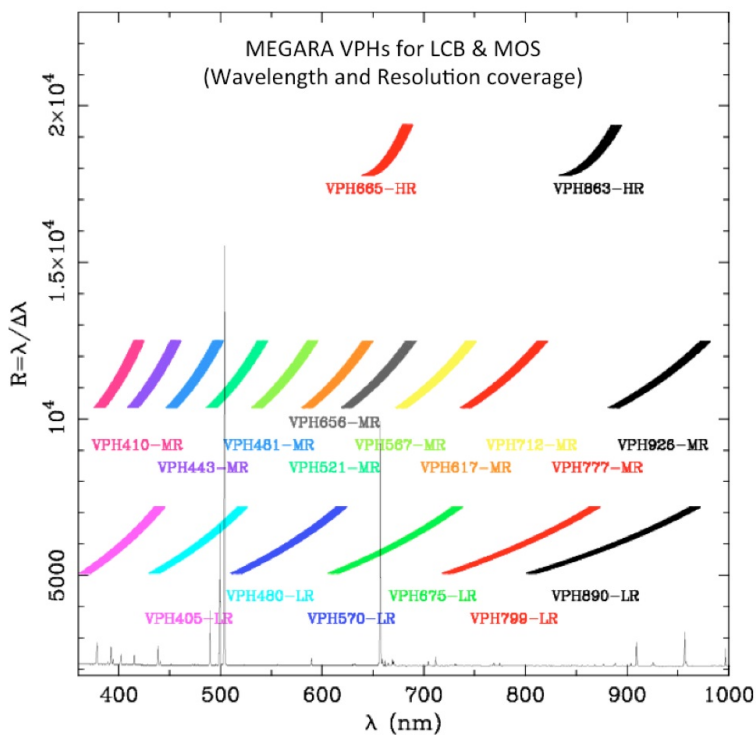


Figura 2.6: Resolución y rango espectral de las redes de difracción de MEGARA.

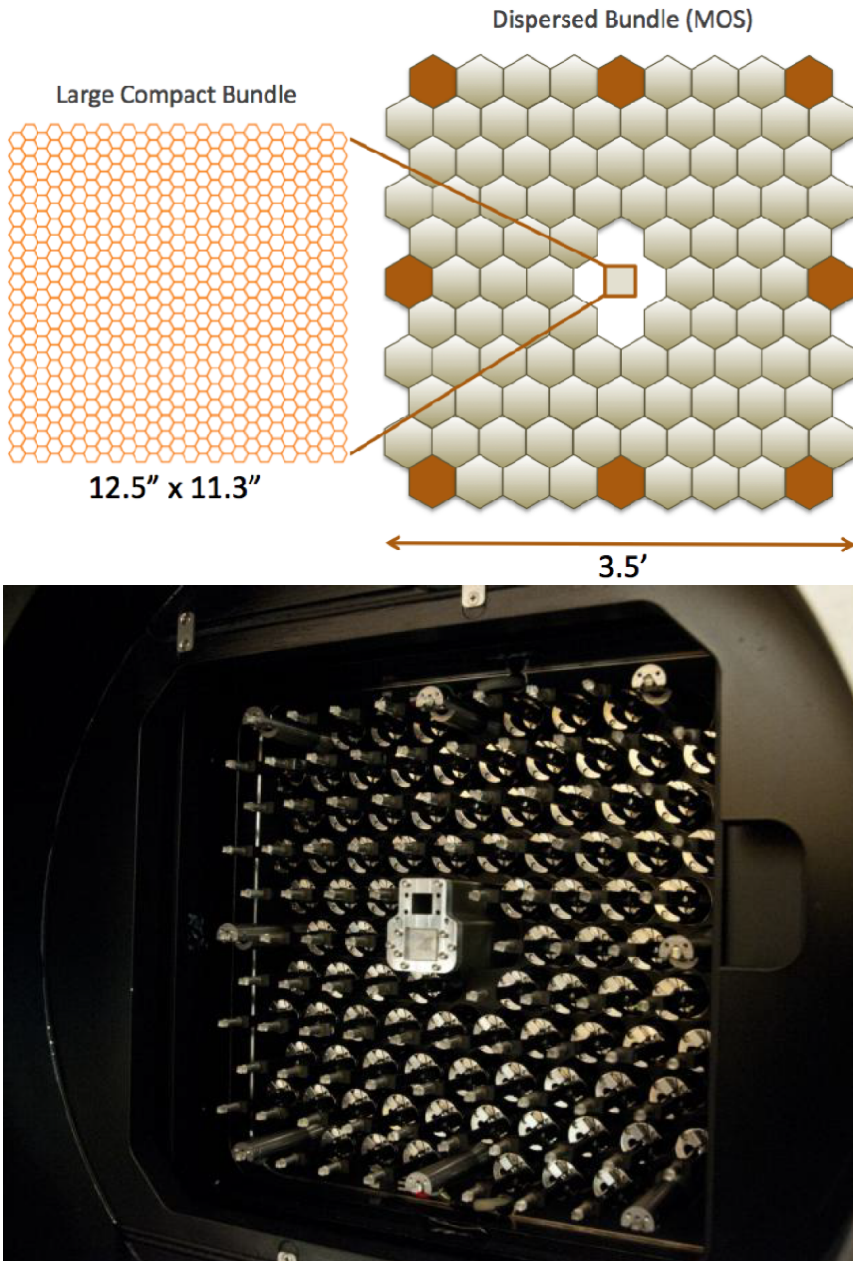


Figura 2.7: Disposición de las fibras de la IFU y áreas cubiertas por el modo MOS (arriba) de MEGARA, e imagen de los elementos del plano focal una vez terminado su ensamblaje (abajo).

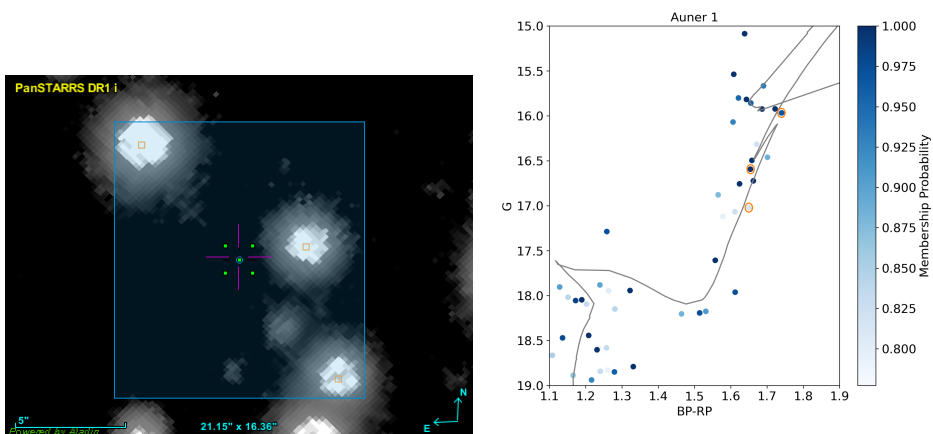


Figura 2.8: Distribución espacial en el campo de la IFU (izquierda) y CMD (derecha) del cúmulo Auner 1. Marcamos las estrellas observadas y superponemos la isócrona correspondiente a la edad del cúmulo en el gráfico de la derecha.

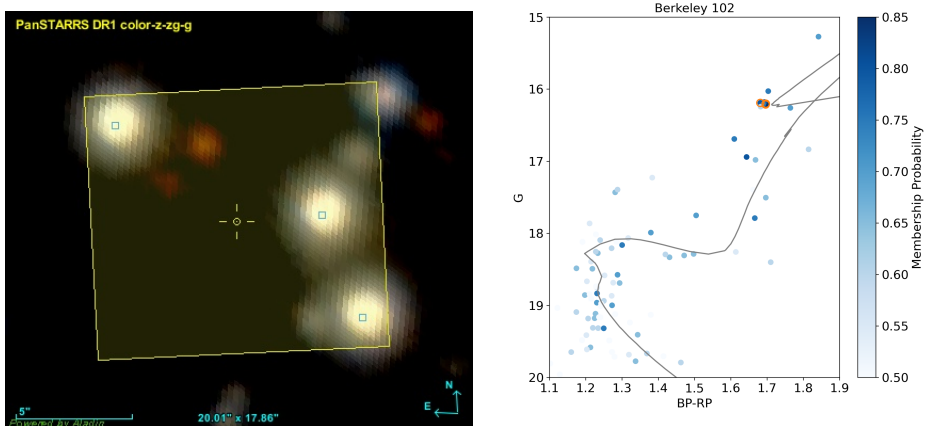


Figura 2.9: Distribución espacial en el campo de la IFU (izquierda) y CMD (derecha) del cúmulo Berkeley 102. Marcamos las estrellas observadas y superponemos la isócrona correspondiente a la edad del cúmulo en el gráfico de la derecha.

2.2.2 Estrategia observacional

Seleccionamos los objetos para poder observar tres estrellas de la rama de las gigantes rojas (RGB, por sus siglas en inglés) o RC en el campo de visión de la IFU. El uso de estrellas del RC se debe a los mismos criterios expuestos en la sec. 2.1.2. En el caso de no poderse observar tres estrellas del RC en el campo de visión de la IFU, observamos estrellas del RC y RGB. La diferencia en el estado evolutivo entre ambos tipos de estrellas no supone un cambio en las abundancias para los elementos que estudiamos. Observar estrellas del RC o RGB impone que deben haber tenido el tiempo suficiente para llegar a dicho estado evolutivo. Del mismo modo que en OCCASO, la muestra está limitada a cúmulos con edades mayores de 100 Ma. Los cúmulos seleccionados son Auner 1 y Berkeley 102, que, además de encontrarse ambos en la parte externa del disco, tienen valores de azimut galáctico muy diferentes (véase tabla 2.3). Las estrellas observadas tienen altas probabilidades astrométricas de membresía derivadas de *Gaia* EDR3 (*Gaia* Collaboration et al. 2021).

El cúmulo Auner 1 se observó en siete bloques de observación, realizando en cada uno de ellos cuatro exposiciones de 1000 s. Esto supuso un total de 9.57 h de observación, teniendo en cuenta el tiempo de apuntado, lo que permitió obtener abundancias químicas de estrellas con magnitud G entre 16 y 17 (fig. 2.8 y tabla 2.4). Debido al error en el apuntado de GTC en dos de los bloques de observación, también se observó otra estrella perteneciente al cúmulo. La S/N obtenida es suficiente como para determinar su v_{rad} , pero no como para medir su abundancia química.

El cúmulo Berkeley 102 se observó en cuatro bloques de observación, siguiendo la misma estrategia que en Auner 1. Esto supone un total de 5.5 h de observación, teniendo en cuenta el tiempo de apuntado. En este cúmulo observamos estrellas con magnitudes G en torno a 16.2 mag (fig. 2.9).

Tabla 2.3: Propiedades de los cúmulos observados con MEGARA. Las posiciones y edades se han extraído de Cantat-Gaudin et al. (2020) y se calcularon a partir de *Gaia* DR2 (*Gaia* Collaboration et al. 2018). El número de estrellas estudiadas en cada cúmulo para determinar la v_{rad} y la abundancia química se indican en las dos últimas columnas.

Cúmulo	α_{ICRS} [deg]	δ_{ICRS} [deg]	Edad [Ga]	Distancia [pc]	X [pc]	Y [pc]	Z [pc]	R_{GC} [pc]	N_{RV}	N_{ABU}
Auner 1	106.06	-19.748	3.09	-3325	-5500	-7038	-964	15527	4	3
Berkeley 102	354.66	56.637	3.89	10519	-4096	9648	-885	15740	3	3

Tabla 2.4: Valores del catálogo *Gaia* DR3 (*Gaia* Collaboration et al. 2022b) de las estrellas observadas con MEGARA.

Estrella	GDR3 <i>Source id</i>	α_{ICRS} [deg]	δ_{ICRS} [deg]	G	$G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}}$
Auner 1_1	2932568798878070528	106.069	-19.746	17.07	1.61
Auner 1_2	2932568798878070016	106.070	-19.744	17.02	1.65
Auner 1_3	2932568798878068608	106.072	-19.743	15.97	1.74
Auner 1_4	2932568798878071552	106.069	-19.746	16.59	1.65
Berkeley 102_1	1997853073387207296	354.681	56.647	16.19	1.68
Berkeley 102_2	1997853142105532288	354.676	56.646	16.20	1.70
Berkeley 102_3	1997853073386056320	354.676	56.644	16.21	1.70

2.2.3 Reducción de datos

Los espectros IFU en bruto de ambos OCs, se reducen utilizando la cadena de procesado de datos de MEGARA (MDRP, por sus siglas en inglés, Pascual et al. 2022). Empezamos por eliminar el nivel de *bias* presente en la imagen. Para suprimir este valor de las cuentas en las imágenes, utilizamos la calibración de *bias* y la tarea *MegaraBiasImage*. El nivel de *bias* es ligeramente diferente en la parte superior e inferior de la imagen (aprox. 100 cuentas de diferencia) porque el CCD de MEGARA (un CCD231-84 de E2V) se lee a través de dos amplificadores diagonalmente opuestos. Los píxeles defectuosos se enmascaran automáticamente en este paso con el archivo *master_bpm.fits*, disponible en MDRP. A continuación, se procesan los espectros utilizando las tareas de *Trace* y *ModelMap*, trazando los espectros de las fibras a través de las imágenes de lámpara halógena. MDRP se utiliza para realizar la calibración de la longitud de onda de los espectros empleando imágenes de lámpara de calibración ThNe. Mediante MDRP hacemos una corrección de campo plano, utilizando las imágenes de lámparas halógenas. Con cada exposición calibrada, calculamos la mediana de las imágenes pertenecientes a cada bloque de observación. Además, MDRP sustrae el espectro medio del cielo, determinado mediante espectros de las fibras dedicadas a este efecto, para generar los espectros completamente reducidos. Para cada bloque de observación hemos seleccionado todos los *spaxels*⁴ que contienen información de cada estrella. Para ello hemos empleado en código MEGARA QLA (Gómez-Álvarez et al. 2018), que permite seleccionar los *spaxels* de interés y los combina. Dadas las condiciones de *seeing*⁵ con las que se realizaron las observaciones, hemos extraído los objetos seleccionando la fibra en el que se encuentra centrada la estrella y dos anillos de

⁴Un *spaxel* es cada uno de los elementos ópticos que configura una IFU, en nuestro caso fibras ópticas. El término viene de la analogía con pixel.

⁵El *seeing* es la anchura a media altura de la imagen de una fuente puntual ensanchada por la turbulencia atmosférica.

fibras alrededor.

Los siguientes pasos de reducción los realizamos mediante el código `iSpec`. En cada bloque de observación y estrella, normalizamos el espectro por comparación con un espectro sintético de referencia que tenga aproximadamente los mismos parámetros atmosféricos que la estrella que se quiere estudiar. Utilizamos para el espectro de referencia, la T_{eff} y $\log g$ del catálogo `StarHorse` (Anders et al. 2022) y la metalicidad estimada para el radio galactocéntrico en la que se encuentre el cúmulo. Este proceso se realiza conjuntamente con la determinación de v_{rad} de la estrella, detallada en el capítulo 3. Finalmente, combinamos todos los espectros pertenecientes a la misma estrella.

2.3 Conclusiones

Durante el desarrollo de esta tesis se ha llevado a cabo un considerable esfuerzo observacional, al haberse realizado 121 noches de observación repartidas en 21 campañas. Como resultado, se ha aumentado considerablemente la cantidad de cúmulos observados en el proyecto OCCASO, pasando de 18 a 71 OCs. En total se han obtenido espectros de 375 estrellas. En el presente trabajo analizamos los espectros adquiridos hasta diciembre de 2020, obteniendo velocidades radiales de estrellas pertenecientes a 51 OCs (ver capítulo 3). Con la finalidad de determinar de manera precisa los parámetros atmosféricos y las abundancias químicas, analizamos solo las estrellas miembros de cúmulos con $S/N > 50$, lo que reduce la muestra analizada a 194 estrellas pertenecientes a 36 cúmulos (ver capítulo 4).

Con la finalidad de estudiar cúmulos en las regiones externas del disco galáctico, también hemos realizado dos campañas de observación con el instrumento MEGARA instalado en GTC. Como resultado, hemos observado siete estrellas pertenecientes a los cúmulos Auner 1 y Berkeley 102, situados a $R_{GC} > 15.5$ kpc. Esta región se encuentra muy poco explorada, debido a las limitaciones de los telescopios e instrumentos para obtener S/N suficientemente altos con el bajo brillo de estos objetos, $G > 16$ mag.

Capítulo 3

Análisis cinemático

En este capítulo presentamos las velocidades radiales determinadas para los cúmulos de nuestra muestra. Tras combinar las velocidades radiales con los movimientos propios y las posiciones obtenidos con *Gaia*, hacemos un análisis cinemático de los cúmulos en el contexto del disco galáctico.

En la sec. 3.1 describimos la metodología empleada para determinar las velocidades radiales tanto en la muestra OCCASO (subsec. 3.1.1) como en los cúmulos estudiados con MEGARA (subsec. 3.1.2). Medimos los valores de velocidad radial promedio de cada cúmulo en la sec. 3.2 y los comparamos con la literatura. En la sec. 3.3 estudiamos la cinemática de los cúmulos, determinando las velocidades radiales y espaciales respecto al estándar de reposo galáctico y el estándar de reposo regional (subsecs. 3.3.1 y 3.3.2, respectivamente). Por último, en la subsec. 3.3.3 analizamos las órbitas de los OCs asumiendo diferentes potenciales.

3.1 Determinación de la velocidad radial

3.1.1 OCCASO

Las velocidades radiales de los espectros promediados unidimensionales y fusionados en órdenes (ver capítulo 2 y artículo IV) se obtienen midiendo los desplazamientos *Doppler* de las líneas espectrales mediante el método de correlación cruzada (p. ej. Tonry & Davis 1979). Para ello, el espectro observado se correlaciona con un espectro de referencia. Los espectros de referencia se han obtenido de tres redes de espectros sintéticos descritas por Allende Prieto et al. (2018). Todas estas redes de modelos tienen tres dimensiones: metalicidad, $[M/H]$; temperatura efectiva, T_{eff} ; y gravedad superficial, $\log g$. De manera global, cubrimos desde tipos espectrales M ($T_{\text{eff}} = 3500$ K) hasta A ($T_{\text{eff}} = 12\,000$ K), aunque la mayoría de nuestras estrellas son de tipo GK. Abarcamos el rango de gravedad superficial

$0 \geq \log g \geq 5$ dex y de abundancia de hierro $-5 \geq [\text{Fe}/\text{H}] \geq 0.5$. Remitimos al lector a Allende Prieto et al. (2018) para más detalles sobre las características de los parámetros cubiertos por cada red. Estas redes de modelos tienen resolución $R = 100\,000$. La resolución de los espectros sintéticos se ha degradado para que coincida con la nominal de cada uno de los instrumentos empleados en el proyecto.

El procedimiento seguido para determinar la v_{rad} de cada estrella es el siguiente: (i) realizamos una correlación cruzada inicial con un espectro sintético de referencia para obtener un desplazamiento para cada estrella. En nuestro caso utilizamos un espectro con $[\text{M}/\text{H}] = 0.0$ dex, $T_{\text{eff}} = 4500$ K, y $\log g = 2.0$ dex. (ii) Después de aplicar este desplazamiento inicial, cada espectro se compara con todos los espectros sintéticos para identificar los parámetros del modelo que mejor lo reproducen. Este paso se realiza con FERRE¹ (Allende Prieto et al. 2006). FERRE selecciona el espectro sintético que mejor se ajusta a cada estrella mediante la prueba estadística χ^2 . (iii) El espectro sintético que mejor se ajusta se correlaciona de nuevo con el espectro observado para refinar el desplazamiento entre ambos. Los pasos (ii) y (iii) se repiten dos veces para afinar la determinación de la v_{rad} .

Las velocidades radiales derivadas para las 336 estrellas observadas y la configuración instrumental se muestran en la tabla A.1. Esta tabla incluye algunos objetos con menos de tres exposiciones individuales, uno de nuestros requisitos iniciales. En la mayoría de los casos, esto implica simplemente que las observaciones de estos objetos no han concluido. Proporcionamos las velocidades radiales porque en la mayoría de los casos se trata de la primera determinación de la v_{rad} de estos objetos a partir de espectros de alta resolución, aunque no se utilizan en nuestro análisis posterior (ver artículo IV).

Tradicionalmente, las incertidumbres de las velocidades radiales se han determinado a partir de la altura del pico de correlación cruzada (véase Tonry & Davis 1979, para más detalles), denominada aquí como v_{err} . Esto depende principalmente de lo bien que el espectro de referencia reproduzca el espectro de la estrella. Debido a la estrategia de observación de OCCASO (véase el capítulo 2), obtenemos al menos tres exposiciones individuales para cada estrella. Por tanto, la incertidumbre de la v_{rad} puede determinarse de una forma más realista a través de la dispersión de la v_{rad} de las medidas individuales para cada estrella: v_{scatter} . Para obtener la dispersión v_{scatter} , cada orden de cada exposición individual se correlaciona con el promedio de cada estrella. El desplazamiento entre cada exposición individual y el promedio se obtiene como la mediana del desplazamiento encontrado para cada orden. Para una exposición dada, el desplazamiento para cada orden no muestra una dispersión significativa.

La fig. 3.1 muestra las distribuciones de la v_{scatter} para cada configuración instrumental. Las distribuciones alcanzan su punto máximo en 21.2 ms^{-1} para CAH2, 10.0 ms^{-1} para MERC, 10.3 ms^{-1} para NOT1, y 15.4 ms^{-1} para NOT2. Esto supone una mejora significativa, de aproximadamente un factor

¹Disponible en <https://github.com/callendeprieto>

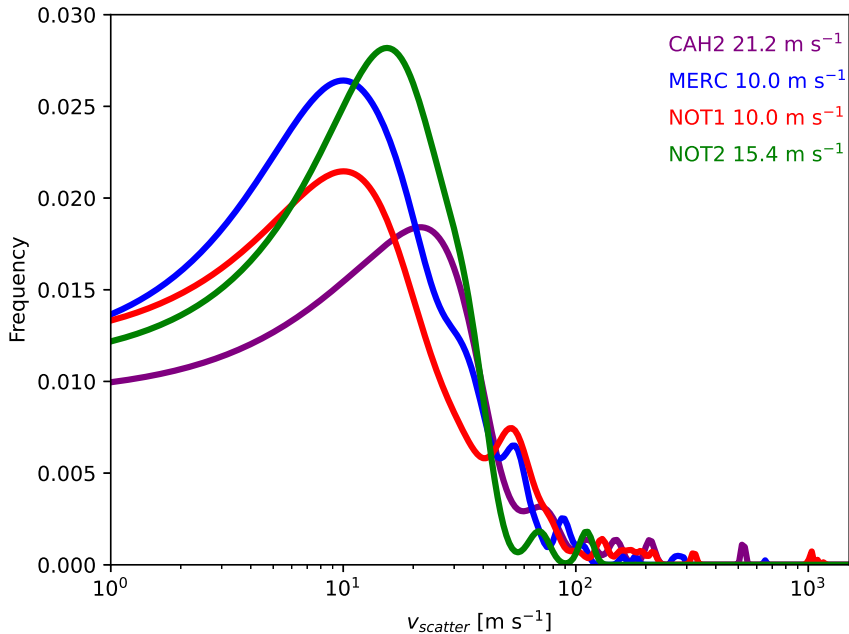


Figura 3.1: Histogramas de distribución de v_{scatter} para estrellas con tres o más observaciones para los diferentes telescopios e instrumentos utilizados. La leyenda contiene los máximos de cada histograma.

50, en la determinación de las incertidumbres de las velocidades radiales con respecto a los artículos I y II. Dadas sus mayores incertidumbres, no utilizaremos las estrellas observadas con CAH2, si están observadas también por otro telescopio.

Comparación con la literatura

En los últimos años, gracias a la misión *Gaia* y a los sondeos espectroscópicos terrestres, disponemos de abundantes muestras de gran tamaño con velocidades radiales determinadas de forma homogénea. Algunas de estas muestras incluyen estrellas pertenecientes a OCs en común con OCCASO (*Gaia* DR2, Mermilliod et al. (2008), APOGEE DR16, LAMOST DR6, GALAH DR3, GES DR4, RAVE DR6, SEGUE DR12). En esta sección realizamos una comparación con estos sondeos. También incluimos las velocidades radiales determinadas en el marco del *WIYN Open Cluster Study* (WOCS, p. ej. Geller et al. 2015a), que ha

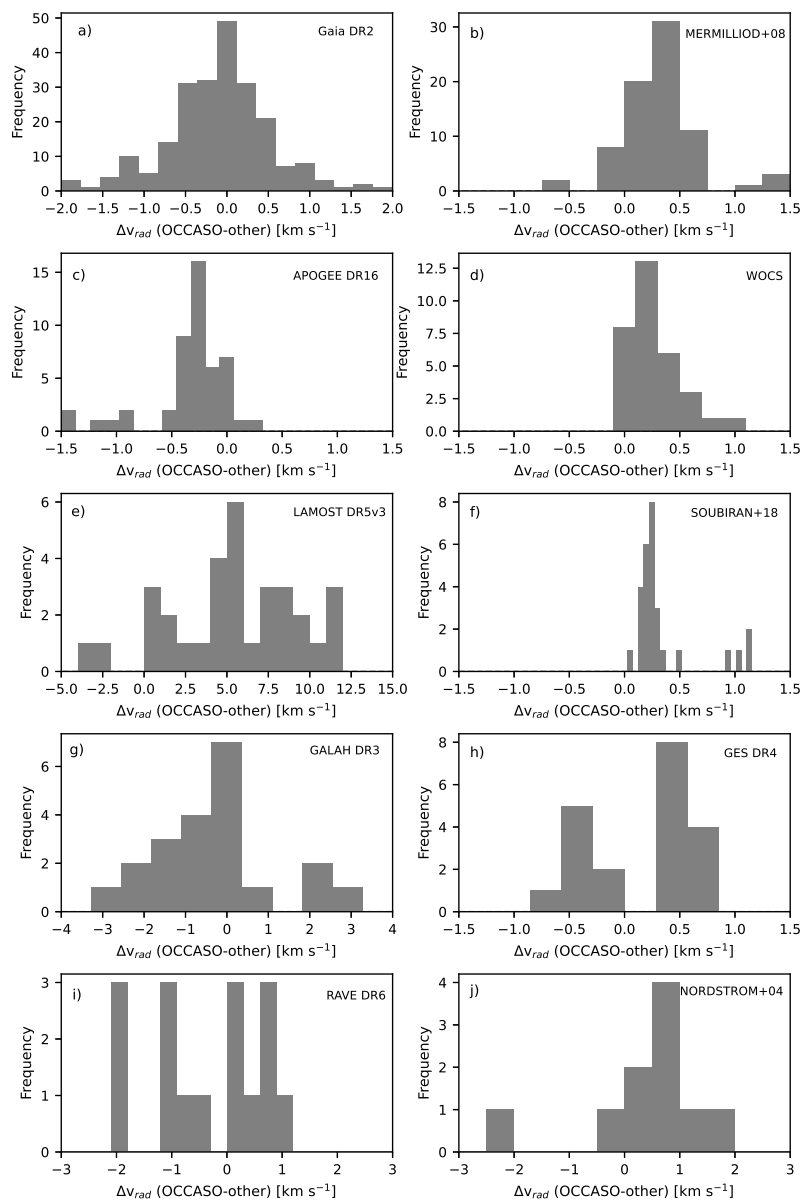


Figura 3.2: Comparación de las velocidades radiales de OCCASO con diferentes muestras disponibles en la literatura.

muestreado sistemáticamente las velocidades radiales de estrellas de varios OC en común con OCCASO. Además, comparamos nuestras velocidades radiales con los estudios de Nordström et al. (2004) y Soubiran et al. (2018b). El primero es el estudio Ginebra-Copenhague, que ha medido las velocidades radiales de unas 13 500 estrellas de tipo FG en la vecindad solar. El último es el catálogo de estrellas estándar de velocidad radial utilizado para establecer el punto cero de velocidad radial en *Gaia* DR2.

En todas estas comparaciones, excluimos las velocidades radiales estelares determinadas con CAH2, que, como ya se ha comentado, son más inciertas. Además, solo utilizamos estrellas con tres o más exposiciones individuales en nuestra muestra, y excluimos las binarias espectroscópicas previamente conocidas. Las diferencias de velocidades radiales en comparación con otros sondeos se indican en la tabla 3.1 y también se muestran en la fig. 3.2. Existe una buena concordancia entre las velocidades radiales de OCCASO y *Gaia* DR2 a pesar de las mayores incertidumbres implicadas en las mediciones de *Gaia*, debido a su resolución. Para APOGEE DR16, WOCs, las estándar *Gaia* RVS (Soubiran et al. 2018b), y Mermilliod et al. (2008), existe una pequeña sistemática entre cada una de estas muestras y OCCASO, en algunos casos mayor que la desviación estándar.

Para el resto de muestras, la estadística es pequeña, lo que dificulta la interpretación de los resultados. Llama la atención la distribución bimodal encontrada en el caso de GES DR4 sin una explicación clara (panel h de fig. 3.2). La distribución de las diferencias con LAMOST DR5, RAVE DR6 y, en menor grado, para GALAH DR3, no presentan un máximo claro (paneles e, i, y g de fig. 3.2, respectivamente). Las incertidumbres medias de velocidad radial implicadas en cada muestra oscilan entre $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ en el caso de LAMOST y $\sim 0.1 \text{ km s}^{-1}$ para GALAH. Estas incertidumbres podrían explicar las diferencias encontradas en el caso de LAMOST, pero no en el de GALAH.

3.1.2 MEGARA@GTC

La metodología empleada en la determinación de v_{rad} en este caso es similar a la descrita para el proyecto OCCASO (sec. 3.1.1), con algunas salvedades. A diferencia de los espectrógrafos utilizados en OCCASO, MEGARA no está estabilizado térmicamente, por lo que puede tener pequeñas variaciones en la calibración en longitud de onda. Para caracterizar estas variaciones, hemos utilizado los espectros de cielo obtenidos en cada bloque de observación. Tomando como referencia la lista de líneas de emisión del cielo de Hanuschik (2003), a partir de espectros del instrumento UVES, hemos preparado un espectro de cielo sintético con la resolución y el rango espectral de la red de difracción HR-R de MEGARA. Calculamos las diferencias de v_{rad} que tiene cada bloque de observación respecto al espectro de referencia por correlación cruzada mediante *iSpec*. Encontramos que las diferencias típicas entre observaciones son del orden de 2 km s^{-1} alcanzando un máximo de 6.49 km s^{-1} . Corregimos cada bloque de observación de las diferencias

Tabla 3.1: Diferencias entre las velocidades radiales de OCCASO y otros estudios, donde N es el número de objetos en común.

Estudio	N	Mediana [km s ⁻¹]	MAD [km s ⁻¹]	σ [km s ⁻¹]
<i>Gaia</i> DR2	238	-0.04	0.34	0.56
Mermilliod et al. (2008)	78	0.29	0.12	0.22
APOGEE DR16	50	-0.23	0.13	0.15
WOCS	33	0.19	0.15	0.22
LAMOST DR6	32	5.5	2.5	3.8
Soubiran et al. (2018b)	28	0.22	0.03	0.06
GALAH DR3	25	-0.23	0.80	1.40
GES DR4	20	0.36	0.37	0.47
RAVE DR6	16	-0.22	0.85	1.00
Nordström et al. (2004)	13	0.64	0.30	0.45
SEGUE DR12	5	0.55	0.22	0.43

que encontramos.

Una vez refinada la calibración en longitud de onda, aplicamos a los espectros la corrección heliocéntrica. Medimos la diferencia de velocidad entre los bloques de observación mediante correlación cruzada, utilizando como referencia la observación con mayor S/N. Corregimos las diferencias de v_{rad} y combinamos los espectros, al igual que en OCCASO. En este paso también medimos v_{scatter} .

Determinamos la velocidad radial del espectro combinado por correlación cruzada con un espectro de referencia. En este caso, el espectro de referencia se sintetiza con *iSpec*, programa con el que también se realiza la correlación cruzada. El espectro sintético tiene parámetros atmosféricos similares a los de las estrellas que se van a analizar. Obtenemos T_{eff} y $\log g$ del catálogo *Starhorse* (Anders et al. 2022) y estimamos la metalicidad a partir de la posición del disco en la que se encuentra el cúmulo. Hemos verificado que, al utilizar un espectro de referencia con la metalicidad medida en el capítulo 4, obtenemos el mismo valor de v_{rad} .

Los resultados se presentan en la tabla 3.2. La precisión en v_{rad} es inferior a la obtenida habitualmente en OCCASO, debido a que la resolución y el rango espectral observados con MEGARA son inferiores a los de los espectrógrafos utilizados en el proyecto OCCASO.

En los casos de las estrellas Berkeley 102_1, Auner1_1 y Auner 1_2, el valor de v_{scatter} es mayor que el de las demás estrellas. Los valores de S/N no son tan bajos como para explicar estas diferencias. Quizá los valores v_{scatter} de Berkeley 102_1 y Auner1_1 podrían ser representativos de la distribución real de incertidumbres, aunque también podrían deberse a que las estrellas sean en realidad binarias. Parece ser este el caso para Auner1_2, estrella con el valor más elevado de v_{scatter} . Sin

considerar esta estrella, el valor medio de v_{scatter} es 630 m s^{-1} siendo 10 veces más preciso que los valores obtenidos sin aplicar la corrección basada en las líneas de emisión atmosféricas. Al no haberse encontrado líneas espectrales de la estrella compañera en ninguno de los espectros, las utilizamos para determinar abundancias químicas en el capítulo 4.

Tabla 3.2: v_{rad} de las estrellas observadas con MEGARA. Desviación estándar de las medidas (v_{scatter}), incertidumbre en la determinación de v_{rad} por correlación cruzada con el espectro de referencia (v_{err}), número de exposiciones (N) y señal a ruido (S/N).

Estrella	v_{rad} [km s ⁻¹]	v_{scatter} [km s ⁻¹]	v_{err} [km s ⁻¹]	N pix ⁻¹	S/N
Auner 1_1	137.5	1.1	0.7	7	41
Auner 1_2	137.9	2.4	0.7	6	51
Auner 1_3	136.7	0.5	0.9	6	70
Auner 1_4	136.6	0.5	1.0	2	23
Berkeley 102_1	-88.9	1.2	0.8	3	48
Berkeley 102_2	-82.9	0.3	0.9	4	50
Berkeley 102_3	-88.8	0.3	0.8	4	50

3.2 Membresía y velocidad radial media de los cúmulos

Para determinar la v_{rad} utilizamos una media ponderada, que es el mismo procedimiento de Soubiran et al. (2018a). La v_{rad} media se obtiene utilizando:

$$v_{\text{rad,OC}} = \frac{\sum_i v_{\text{rad},i} \times w_i}{\sum_i w_i}, \quad (3.1)$$

donde $v_{\text{rad},i}$ es la velocidad radial individual de cada estrella del cúmulo y el peso w_i se define cómo $w_i = 1/(v_{\text{scatter},i})^2$.

Del mismo modo, la dispersión de velocidad interna se deriva como:

$$\sigma_{v_{\text{rad,OC}}} = \sqrt{\frac{\sum_i w_i}{(\sum_i w_i)^2 + \sum_i w_i^2} \times \sum_i w_i \times (v_{\text{rad},i} - v_{\text{rad,OC}})^2} \quad (3.2)$$

Finalmente, la incertidumbre en la v_{rad} media, $e_{v_{\text{rad,OC}}}$ definida como el máximo

del error estándar, $\frac{\sigma_{v_{\text{rad,OC}}}}{\sqrt{N}}$, y $\frac{I}{\sqrt{N}}$ (Jasniewicz & Mayor 1988), donde N es el número de estrellas miembros e I es el error interno de $v_{\text{rad,OC}}$ definido como:

$$I = \frac{\sum_i w_i \times v_{\text{scatter},i}}{\sum_i w_i} \quad (3.3)$$

Para descartar estrellas con velocidades radiales discrepantes respecto a $v_{\text{rad,OC}}$, aplicamos un algoritmo de descarte κ - σ eliminando aquellas estrellas con velocidades fuera del rango $v_{\text{rad,OC}} \pm 3 \times \sigma_{v_{\text{rad,OC}}}$. En este análisis también hemos descartado aquellas estrellas previamente reportadas como binarias espectroscópicas o con grandes valores de v_{scatter} , que pueden ser un signo de binariedad. En la tabla A.1 indicamos qué estrellas se utilizan en la determinación de $v_{\text{rad,OC}}$. Para aquellos objetos observados con más de un telescopio, excluyendo CAH2, hemos usado la media ponderada y la desviación estándar obtenidas usando las ecs. 3.1 y 3.2, respectivamente. Los objetos observados con CAH2 han sido excluidos del análisis, debido a sus valores de incertidumbre sistemáticamente más altos. Las excepciones son los cúmulos en los que las estrellas solo han sido observadas con este instrumento: NGC 2126, NGC 6755 y UBC 106.

Los valores obtenidos se listan en la tabla 3.3. Para cuatro de los cúmulos, ASCC 108, COIN-Gaia 11, NGC 6603 y UPK 55, no hemos podido determinar sus velocidades radiales medias, ya que, a pesar de tener dos o más estrellas observadas en cada uno de ellos, sus velocidades radiales son significativamente diferentes. Se ha muestreado una sola estrella en dos cúmulos: Alessi 1 y Melotte 72. Por tanto, proporcionamos velocidades radiales para un total de 47 cúmulos. Hasta donde sabemos, esta es la primera vez² que se determinan las velocidades radiales a partir de espectroscopía de alta resolución, $R \geq 20\,000$ para 22 cúmulos: Alessi 1, FSR 0278, FSR 0850, Melotte 72, NGC 559, NGC 609, NGC 2126, NGC 2266, NGC 6645, NGC 6728, NGC 6939, NGC 6997, NGC 7142, NGC 7245, NGC 7762, Ruprecht 171, Skiff J1942+38.6, UBC 3, UBC 6, UBC 44, UBC 59 y UBC 215. Para los dos cúmulos observados con MEGARA encontramos v_{rad} de las estrellas compatibles entre ellas, por lo que confirmamos que son estrellas miembro de cada cúmulo. Esta es la primera vez que se determina la v_{rad} para estos cúmulos.

²Las velocidades radiales de estos cúmulos ya fueron publicadas por (Tarricq et al. 2021), pero utilizaron nuestras determinaciones, como se cita en su artículo.

3.2. Membresía y velocidad radial media de los cúmulos

Tabla 3.3: Velocidades radiales obtenidas para los OCs estudiados en la tesis, junto con determinaciones de v_{rad} disponibles en la literatura. $v_{\text{rad,OC}}$, $\sigma_{v_{\text{rad,OC}}}$, $e_{v_{\text{rad,OC}}}$ son la velocidad radial del cúmulo, su dispersión de velocidad interna y la incertidumbre de la correlación cruzada, respectivamente. La nomenclatura para los valores de la literatura es análoga.

Cluster	$v_{\text{rad,OC}}$ [km s ⁻¹]	$\sigma_{v_{\text{rad,OC}}}$ [km s ⁻¹]	$e_{v_{\text{rad,OC}}}$ [km s ⁻¹]	N	$v_{\text{rad,lit}}$ [km s ⁻¹]	σ_{lit} [km s ⁻¹]	N_{lit}	Source
Alessi 1	-4.67		0.03	1				
Berkeley 17	-73.58	0.18	0.07	6	-73.4	0.4	7	F05
FSR 0278	-6.76	1.83	0.75	6				
FSR 0850	18.37	0.26	0.13	4				
IC 4756	-25.21	0.53	0.20	7	-25.8	0.6	13	M90
King 1	-52.98	0.84	0.38	5	-53.1	3.1	28	CK1
Melotte 111	-0.10	0.37	0.12	9	0.01	0.08	28	M09
Melotte 72	70.70		0.11	1				
NGC 188	-41.64	0.56	0.25	5	-42.36	0.64	473	G08
NGC 559	-77.72	0.29	0.20	2				
NGC 609	-44.32	0.68	0.28	6				
NGC 752	5.46	0.60	0.30	4	5.54	0.14	54	M09
NGC 1817	65.60	0.22	0.11	4	65.31	0.09	31	M08
NGC 1907	2.51	0.52	0.26	4	2.3	0.5	5	
NGC 2099	8.53	0.79	0.25	10	8.3	0.2	30	M08
NGC 2126	-11.12	0.50	0.35	2				
NGC 2266	54.24	0.86	0.38	5				
NGC 2354	34.22	0.30	0.15	4	33.45	0.35	8	M08
NGC 2355	35.46	0.29	0.13	5	35.02	0.16	7	M08
NGC 2420	73.61	0.15	0.07	5	74.63	0.61	395	J20
NGC 2539	29.01	0.60	0.27	5	28.89	0.21	11	M08
NGC 2632	28.84	0.15	0.10	2	34.76	0.07	30	M09
NGC 2682	33.96	0.44	0.16	8	33.64	0.85	1278	G15
NGC 6633	-28.70	0.08	0.04	3	-28.18	0.77	34	J20
NGC 6645	-3.05	0.77	0.31	6				
NGC 6705	35.49	0.88	0.22	16	35.53	2.3	540	J20
NGC 6728	11.08	0.33	0.15	5				
NGC 6755	26.90	0.90	0.45	4	26.63	0.04	2	M08
NGC 6791	-46.49	1.39	0.52	7	-47.4	1.1	111	T14
NGC 6811	6.91	0.35	0.16	5	6.68	0.08	5	Mo14
NGC 6819	2.96	0.51	0.26	4	2.45	1.02	679	Mi14
NGC 6939	-18.45	0.47	0.19	6				
NGC 6940	8.53	0.72	0.32	5	7.89	0.14	21	M08
NGC 6991	-12.63	0.27	0.16	3	-21.77	0.91	13	D14

Cluster	$v_{\text{rad,OC}}$ [km s ⁻¹]	$\sigma_{v_{\text{rad,OC}}}$ [km s ⁻¹]	$e_{v_{\text{rad,OC}}}$ [km s ⁻¹]	N	$v_{\text{rad,lit}}$ [km s ⁻¹]	σ_{lit} [km s ⁻¹]	N_{lit}	Source
NGC 6997	-19.39	0.99	0.41	6				
NGC 7142	-49.71	2.83	1.26	5				
NGC 7245	-75.86	3.00	1.50	4				
NGC 7762	-46.63	0.88	0.39	5				
NGC 7789	-53.51	0.25	0.13	4	-53.5	1.5	564	N20
Ruprecht 171	6.18	0.29	0.12	6				
Skiff J1942+38.6	-18.53	0.26	0.11	5				
UBC 3	2.45	0.75	0.37	4				
UBC 6	-32.79	0.59	0.24	6				
UBC 44	-38.40	0.07	0.05	2				
UBC 59	-35.79	0.074	0.04	3				
UBC 106	42.32	1.20	0.85	2	41.7	1.2	9	N21
UBC 215	0.34	0.30	0.15	4				
Auner 1	137.17	0.66	0.33	4				
Berkeley 102	-86.85	3.45	1.99	3				

Comparamos con los trabajos de: Friel et al. (2005, F05), Mermilliod & Mayor (1990, M90), Carrera et al. (2017, CK1), Mermilliod et al. (2008, M08), Mermilliod et al. (2009, M09), Geller et al. (2008, G08), Jackson et al. (2020, J20), Geller et al. (2015b, G15), Tofflemire et al. (2014, T14), Molenda-Żakowicz et al. (2014, Mo14), Milliman et al. (2014, Mi14), Dias et al. (2014, D14), Nine et al. (2020, N20), Negueruela et al. (2021, N21).

Comparamos las velocidades radiales medias obtenidas para cada cúmulo con los valores disponibles en la literatura. En los últimos años, se han publicado varios catálogos basados en medidas homogéneas. Se trata de los trabajos realizados por Conrad et al. (2014), Soubiran et al. (2018a), y Donor et al. (2020) basados en las velocidades radiales de RAVE, *Gaia* DR2, y APOGEE DR16, respectivamente. En el caso de APOGEE, añadimos dos cúmulos, King 1 y NGC 1817, de Carrera et al. (2019), que no están incluidos en la muestra de Donor et al. (2020), aunque estas determinaciones se basan en un único objeto en cada caso. También comparamos nuestros resultados con los valores publicados por Tarricq et al. (2021), que recopilaban las velocidades radiales de casi 25 000 estrellas miembros de diferentes cúmulos. Esta muestra incluye algunos datos de OCCASO presentados en este trabajo, aunque sin nuestra selección detallada de membresía que se discute en detalle en el artículo IV. Por último, realizamos una recopilación de otros valores disponibles en la literatura (listados en la tabla 3.3). Para ello, utilizamos la compilación de Kharchenko et al. (2013) como punto de partida. Actualizamos esta compilación con los valores obtenidos en el marco de WOCS: NGC 188, NGC 2682,

NGC 6791, NGC 6819 y NGC 7789. Hicimos lo mismo con los tres cúmulos de los que se obtuvieron velocidades radiales medias mediante Jackson et al. (2020) a partir de datos GES: NGC 2420, NGC 6633 y NGC 6705. Recientemente, Spina et al. (2021) compilaron una muestra de OC basada en los sondeos APOGEE y GALAH. Sin embargo, no publicaron las velocidades radiales medias de los cúmulos estudiados.

La fig. 3.3 muestra la comparación de las velocidades radiales medias de los cúmulos de OCCASO con las muestras disponibles en la literatura descrita anteriormente. En general, hay un buen acuerdo dentro de las incertidumbres, como se indica en la tabla 3.4. Las diferencias medias de la mediana están en el rango de $\pm 0.2 \text{ km s}^{-1}$, y, por tanto, dentro de las incertidumbres esperadas, con una desviación absoluta de la mediana entre ~ 0.3 y $\sim 0.5 \text{ km s}^{-1}$. Los mayores valores se encuentran en la comparación con Conrad et al. (2014), pero eso puede explicarse por las mayores incertidumbres de las velocidades radiales de RAVE obtenidas con una resolución espectral menor.

Para algunos estudios, las diferencias medias encontradas aquí difieren de los valores encontrados en la comparación estrella por estrella realizada en la sec. anterior, aunque están dentro de los errores de muestreo. Las mayores diferencias pueden explicarse por la diferente selección de miembros realizada en cada caso y, por lo tanto, el valor medio se obtiene a partir de diferentes estrellas o un número diverso de estrellas.

El cúmulo NGC 2632 muestra discrepancias con todos los valores disponibles en la literatura. Observamos siete estrellas en este sistema y cinco de ellas han sido catalogadas como binarias espectroscópicas en la literatura (ver discusión detallada en el artículo IV). En consecuencia, el valor medio del cúmulo se basa solo en dos estrellas. Al menos una de ellas, *Gaia* DR3 661311443306610688, tiene un valor v_{err} grande, lo que podría ser un signo de alta rotación.

NGC 2266 tiene valores discrepantes en comparación con los de Tarricq et al. (2021) y Soubiran et al. (2018a). La velocidad radial en Tarricq et al. (2021) y Soubiran et al. (2018a) se obtuvo a partir de una sola estrella. Esta estrella es la misma utilizada en ambos casos. Nuestra determinación de la velocidad radial para este cúmulo se basa en cinco estrellas, cuyas velocidades radiales muestran un buen acuerdo dentro de las incertidumbres.

Dos cúmulos, FSR 278 y UBC 106, manifiestan diferencias significativas con los valores de Tarricq et al. (2021). Aunque las seis estrellas estudiadas en FSR 278 presentan una dispersión significativa de la velocidad radial, esto no explica la diferencia de $\sim 3.6 \text{ km s}^{-1}$ con Tarricq et al. (2021), basada en siete estrellas. La otra velocidad radial disponible en la literatura para este cúmulo proviene de Soubiran et al. (2018a), vía *Gaia* DR2, y está basada en cinco estrellas. Muestra un buen acuerdo, dentro de las incertidumbres, con el valor obtenido aquí. Nuestra velocidad radial de UBC 106 se basa en solo dos estrellas observadas con CAH2, lo que, como ya se ha mencionado, implica mayores incertidumbres. Por el contrario, la determinación de Tarricq et al. (2021) se basa en nueve estrellas.

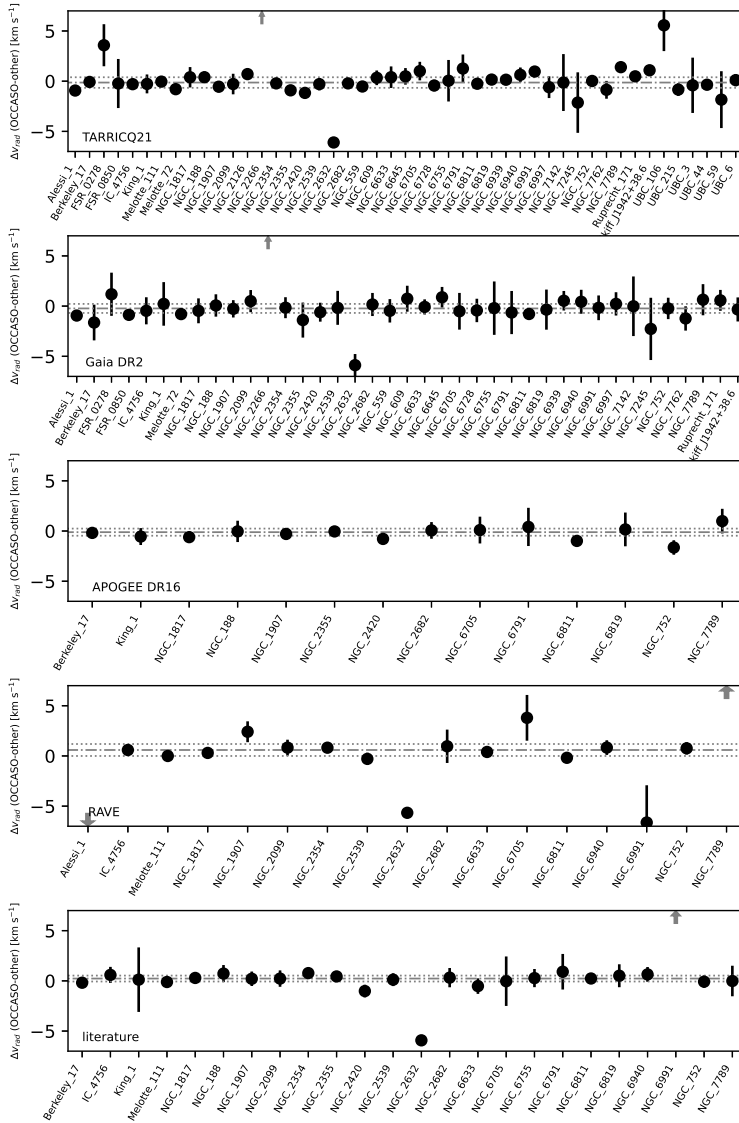


Figura 3.3: Comparación de las velocidades radiales medias de los cúmulos con diferentes valores disponibles en la literatura para cada cúmulo. Las flechas indican que el valor está fuera del rango del gráfico. Las líneas discontinuas y punteadas muestran la mediana y la MAD de las diferencias, tal y como aparecen en la tabla 3.4, respectivamente.

Tabla 3.4: Estadísticas relativas a las diferencias entre OCCASO y los demás estudios. La última fila de la tabla compara OCCASO con los valores de la literatura de la tabla 3.3.

Estudio	Cúmulo	Mediana [km s ⁻¹]	MAD [km s ⁻¹]
Tarricq et al. (2021)	47	-0.07	0.47
Soubiran et al. (2018a)	39	-0.20	0.43
Donor et al. (2020)	14	-0.11	0.35
Conrad et al. (2014)	17	0.59	0.60
Literatura	24	0.23	0.29

Para NGC 6991, encontramos valores discrepantes con RAVE y las velocidades radiales de la literatura, pero no con la de *Gaia* DR2. Dado que nuestro valor concuerda muy bien con el de *Gaia* DR2, que se basa en 78 estrellas, consideramos que nuestra determinación es fiable.

Por último, las velocidades radiales de Alessi 1 y NGC 7789 en RAVE difieren significativamente de las nuestras y de otras medidas para estos cúmulos. En el caso de Alessi 1, solo estudiamos una estrella, y su velocidad radial concuerda bien con otras determinaciones disponibles en la literatura. NGC 7789 es un cúmulo bien estudiado, por lo que la determinación de RAVE para este cúmulo es sospechosa.

3.3 Cinemática

Para investigar la cinemática de los cúmulos, estudiamos la velocidad radial de los OC en el contexto del disco galáctico y también junto con los movimientos propios, las distancias y las edades que aparecen en la tabla 2.2. Calculamos los movimientos propios medios a partir de *Gaia* DR3, pero utilizamos las probabilidades de pertenencia calculadas por Cantat-Gaudin et al. (2020). Las distancias y edades también se han tomado del mismo trabajo, las cuales se determinan a partir de *Gaia* DR2 mediante un método de *machine-learning* que utiliza tanto fotometría como paralajes. Para los cúmulos más lejanos, la adición de fotometría permite una mejor estimación de las distancias.

3.3.1 Velocidad radial respecto al GSR y RSR

Calculamos la velocidad en la línea de visión con respecto al estándar de reposo galactocéntrico (GSR, por sus siglas en inglés) y con respecto al estándar de reposo regional (RSR, por sus siglas en inglés), utilizando las siguientes ecuaciones:

$$v_{\text{GSR}} = v_{\text{rad,OC}} + U_{\odot} \cos l \cos b + (\Theta_0 + V_{\odot}) \sin l \cos b + W_{\odot} \sin b, \quad (3.4)$$

$$v_{\text{RSR}} = v_{\text{GSR}} - \Theta_R \frac{R_0}{R_{\text{GC}}} \sin l \cos b, \quad (3.5)$$

donde $v_{\text{rad,OC}}$ es la velocidad radial heliocéntrica media del cúmulo derivada en la sec. anterior (sec. 3.2); (U_{\odot} , V_{\odot} , W_{\odot}) son las componentes del movimiento del Sol con respecto al estándar de reposo local (LSR, por sus siglas en inglés), y Θ_0 y Θ_R son las velocidades circulares a las distancias galactocéntricas del Sol (R_0) y del cúmulo (R_{GC}), respectivamente. Para el Sol, adoptamos ($U_{\odot}, V_{\odot}, W_{\odot}$) = (11.1, 12.24, 7.25) km s^{-1} obtenidos por Schönrich et al. (2010) y $R_0 = 8.34$ kpc determinados en Reid et al. (2014). Como velocidad circular alrededor del centro galáctico, adoptamos Θ_0 como 240 km s^{-1} de Reid et al. (2014), y Θ_R se calcula según el potencial galáctico descrito más adelante, en la sec. 3.3.3.

Los resultados se listan en la tabla 3.5. Las incertidumbres se estimaron con 100 000 cálculos, teniendo en cuenta los errores en las velocidades radiales y las distancias de los cúmulos. Todos los cúmulos muestran valores de v_{RSR} típicos de la cinemática de disco delgado, incluidos los dos OCs estudiados en el disco externo, Aumer 1 y Berkeley 102. El valor medio de v_{RSR} es $-1.3 \pm 13.5 \text{ km s}^{-1}$. Berkeley 17, el cúmulo más viejo de nuestra muestra, es el único que tiene un valor v_{RSR} grande de $-78.5 \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$.

Tabla 3.5: Velocidad en la línea de visión v_{GSR} con respecto al estándar de reposo galactocéntrico y v_{RSR} con respecto al estándar de reposo regional. (U_s, V_s, W_s) son las componentes de la velocidad espacial con respecto al estándar de reposo regional. V_{ϕ} es la velocidad azimutal del cúmulo.

Cúmulo	v_{GSR} [km s^{-1}]	v_{RSR} [km s^{-1}]	U_s [km s^{-1}]	V_s [km s^{-1}]	W_s [km s^{-1}]	V_{ϕ} [km s^{-1}]
Alessi 1	192.9 ± 1.0	6.9 ± 1.3	-16.8 ± 2.8	-7.1 ± 1.8	-12.1 ± 2.0	231.9 ± 1.8
Berkeley 17	-66.0 ± 0.2	-78.5 ± 0.4	75.5 ± 0.7	-10.0 ± 2.8	42.0 ± 3.6	220.8 ± 3.3
FSR 0278	244.8 ± 1.8	9.9 ± 2.0	46.1 ± 3.3	19.1 ± 3.1	-9.4 ± 1.8	259.0 ± 3.0
FSR 0850	-8.4 ± 0.3	2.8 ± 0.4	-2.4 ± 0.4	-12.7 ± 2.6	3.9 ± 1.3	221.0 ± 3.1
IC 4756	133.1 ± 0.5	-16.4 ± 0.9	-11.7 ± 0.6	-11.3 ± 1.0	-3.3 ± 1.0	230.0 ± 0.9
King 1	160.6 ± 0.8	-23.5 ± 2.4	35.6 ± 1.0	-1.3 ± 3.4	-0.5 ± 1.3	236.0 ± 3.1
Melotte 111	-13.3 ± 0.4	5.3 ± 0.4	8.9 ± 0.3	6.5 ± 0.6	6.5 ± 0.4	246.7 ± 0.6
NGC 188	151.5 ± 0.6	-15.5 ± 1.9	12.5 ± 1.9	-0.4 ± 2.0	-16.0 ± 1.3	237.0 ± 1.8
NGC 559	116.6 ± 0.3	-33.8 ± 3.4	51.6 ± 1.1	9.4 ± 5.8	-0.1 ± 1.7	243.6 ± 5.2
NGC 609	148.5 ± 0.7	23.3 ± 4.6	-27.1 ± 4.2	1.1 ± 2.0	-0.8 ± 1.8	231.0 ± 1.6

Cúmulo	v_{GSR} [km s ⁻¹]	v_{RSR} [km s ⁻¹]	U_s [km s ⁻¹]	V_s [km s ⁻¹]	W_s [km s ⁻¹]	V_ϕ [km s ⁻¹]
NGC 752	153.3±0.6	8.5±0.8	-14.6±2.0	-10.6±2.6	-13.4±1.8	228.6±2.7
NGC 1817	26.7±0.2	47.2±0.4	-46.7±0.5	2.6±0.7	-9.0±0.7	237.6±1.0
NGC 1907	23.9±0.5	-1.4±0.7	0.9±0.8	-4.0±1.8	-8.4±1.7	231.4±2.2
NGC 2099	8.2±0.8	-0.1±0.8	-0.8±0.8	-23.0±3.5	-0.8±1.5	212.9±3.9
NGC 2126	51.1±0.5	-7.1±0.9	7.0±1.3	-2.9±1.4	2.0±0.8	233.7±1.7
NGC 2266	11.1±0.9	33.5±1.1	-33.8±1.0	0.5±1.6	1.8±1.9	231.7±2.0
NGC 2354	-185.7±0.3	-1.9±1.8	7.7±1.4	-2.3±1.5	-7.9±1.3	235.5±1.3
NGC 2355	-70.9±0.3	4.6±1.4	-11.9±0.7	8.0±1.4	-21.0±3.5	242.9±1.1
NGC 2420	-7.7±0.1	46.5±1.2	-41.7±0.9	-18.1±1.5	9.8±2.3	215.2±1.9
NGC 2539	-175.6±0.6	-3.0±1.7	14.0±1.8	-8.3±0.7	-0.2±1.4	229.6±0.7
NGC 2632	-68.9±0.1	18.5±0.2	-25.2±1.5	-5.5±1.0	-5.5±2.8	234.3±1.0
NGC 2682	-94.7±0.4	16.4±0.8	-26.3±1.6	-9.3±0.9	-15.2±3.9	229.0±0.9
NGC 6633	128.3±0.1	-18.2±0.6	-17.4±0.6	-7.5±0.5	-0.9±0.7	233.6±0.5
NGC 6645	75.5±0.8	-8.1±2.3	-11.6±2.5	7.0±1.0	-5.4±1.5	251.4±0.9
NGC 6705	160.5±0.9	15.5±4.1	27.0±2.2	-10.5±3.6	0.1±1.5	234.2±3.3
NGC 6728	129.4±0.3	-1.3±3.0	-6.3±3.2	5.1±1.4	-11.1±1.8	249.3±1.2
NGC 6755	192.5±0.9	-4.0±4.9	-2.8±4.5	-3.2±3.1	-5.8±1.7	241.5±2.8
NGC 6791	191.3±1.4	-41.7±2.6	-63.6±5.6	-51.7±2.5	-14.0±2.6	189.5±2.6
NGC 6811	252.8±0.3	17.9±0.4	28.8±1.7	16.1±0.5	3.2±0.9	256.7±0.5
NGC 6819	246.8±0.5	9.1±0.8	-9.8±2.5	6.0±0.6	16.6±1.7	247.0±0.6
NGC 6939	227.1±0.5	4.3±1.5	9.7±1.0	10.3±2.1	-10.2±1.6	249.4±1.9
NGC 6940	246.4±0.7	13.2±1.0	24.9±1.4	6.1±1.2	-14.7±2.1	247.1±12.1
NGC 6991	240.0±0.3	-0.1±0.3	-34.0±4.3	-1.2±0.4	9.9±1.0	239.0±0.4
NGC 6997	232.9±1.0	-7.2±1.0	18.9±1.1	-6.6±1.0	1.9±0.8	233.6±1.0
NGC 7142	188.5±2.8	-15.1±3.9	2.1±2.5	-17.5±3.1	7.3±1.5	220.0±2.9
NGC 7245	168.9±3.0	-34.3±4.8	32.7±1.9	-20.2±5.8	1.8±1.4	216.5±5.4
NGC 7762	172.2±0.9	-28.4±1.4	5.2±2.5	-32.6±0.9	17.5±1.6	206.3±1.0
NGC 7789	167.7±0.2	-20.5±2.7	3.7±2.7	-23.5±1.3	-5.2±2.1	213.4±1.0
Ruprecht 171	87.7±0.3	4.2±1.8	-12.6±3.4	40.6±2.6	-39.1±4.5	284.4±2.9
Skiff J1942	224.4±0.3	-14.4±0.3	14.5±1.1	-15.3±0.5	3.4±0.6	225.9±0.5
UBC 3	186.7±0.7	-9.0±2.8	-19.4±3.6	2.2±1.5	6.4±0.6	245.3±1.3
UBC 6	204.6±0.6	-10.7±1.7	25.4±0.7	-1.0±2.2	-6.0±1.8	237.7±2.0
UBC 44	134.7±0.1	-0.5±3.0	11.2±2.2	15.3±3.2	0.2±2.4	249.4±2.7
UBC 59	31.7±0.1	-23.3±1.3	20.2±1.9	-13.1±2.6	-4.2±2.3	219.9±3.0
UBC 106	166.8±1.2	19.8±4.6	13.1±4.7	15.6±1.9	10.5±1.0	260.6±1.6
UBC 215	-158.7±0.3	-35.7±1.7	43.6±2.7	-2.0±1.5	-3.1±1.1	234.7±1.8
Aumer 1	-68.0±0.7	25.3±2.7	-25.5±2.8	-38.5±2.8	0.8±5.9	182.9±2.9
Berkeley 102	139.6±3.6	30.3±4.2	-22.8±4.1	-4.2±3.1	20.4±4.1	217.1±3.4

3.3.2 Velocidad espacial con respecto al GSR y RSR

Nuestras velocidades radiales se combinaron con los movimientos propios medios de los cúmulos utilizando *Gaia* DR3 para derivar velocidades espaciales completas con respecto a la GSR (V_R, V_ϕ, V_z) y RSR (U_s, V_s, W_s) siendo $U_s = V_R$, $V_s = V_\phi - \Theta_R$ y $W_s = V_z$. Estos valores también se incluyen en la tabla 3.5. Las incertidumbres han disminuido significativamente con respecto al artículo I debido a la enorme mejora de los movimientos propios en comparación con la era pre-*Gaia*. Los valores de mediana y MAD de (U_s, V_s, W_s) son $(2.9 \pm 16.7, -2.6 \pm 8.3, -0.9 \pm 6.1)$ km s^{-1} . La fig. 3.4 muestra la proyección sobre el plano galáctico de la posición y la velocidad con respecto a la RSR de los cúmulos de nuestra muestra. Representamos, también, los brazos espirales determinados por Reid et al. (2019).

En el artículo I, señalamos la similitud de edades y velocidades no circulares de IC 4756 y NGC 6633, ambos en el brazo local y próximos entre sí. Esta semejanza en la velocidad se confirma con los nuevos movimientos propios de *Gaia* y nuestras nuevas velocidades radiales. En la era anterior a *Gaia*, la determinación de la edad (en escala logarítmica) de ambos cúmulos estaba en el intervalo de 8.6-8.7 dex. Sin embargo, según Cantat-Gaudin et al. (2020), IC 4756 y NGC 6633 tienen edades de 9.1 y 8.8 dex, respectivamente. Dias et al. (2021) también calculan edades para IC 4756 y NGC 6633 de 9.0 y 8.8 dex, respectivamente. Ambos trabajos indican una diferencia de 0.2-0.3 dex en la edad entre ambos cúmulos. El estudio de su lugar de nacimiento (véase la sec. 3.3.3) no indica un origen común. Lo más probable es que pueda descartarse un origen común debido a la diferencia de edad. Los cúmulos estudiados en el disco externo, Auner 1 y Berkeley 102, tienen velocidades peculiares compatibles con la cinemática del disco delgado, como también hemos visto al estudiar su v_{RSR} (sec. 3.3.1).

3.3.3 Cálculo orbital

Para completar nuestro análisis integramos las órbitas de los OCs de nuestra muestra. Debido a la incertidumbre en la caracterización del potencial galáctico real, consideramos cuatro modelos propuestos en la literatura. El propuesto por Bovy (2015), denominado *MW2014*, es un potencial axisimétrico compuesto por un bulbo esférico, un disco Miyamoto-Nagai y un halo con un perfil Navarro-Frenk-White (NFW, Navarro et al. 1997). Los modelos segundo y tercero se basan en el anterior, pero añadiendo dos componentes no axisimétricos. Para el segundo modelo añadimos una barra caracterizada como potencial de Ferrers (Ferrers 1877) con $n = 2$, los semiejes mayor, medio y menor se fijan en 3 kpc, 0.35 kpc y 0.2375 kpc, respectivamente; la masa de la barra es de $10^{10} M_\odot$ (Romero-Gómez et al. 2015) y se emplea un patrón de velocidad constante fijada en $\Omega = 42 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ (Bovy et al. 2019), lo que sitúa la corrotación en $R_{\text{GC}} = 5,6 \text{ kpc}$ y la resonancia Lindblad exterior en $R_{\text{GC}} = 9 \text{ kpc}$. La orientación angular de la barra con respecto a la línea Sol-centro galáctico es de 20° (ver

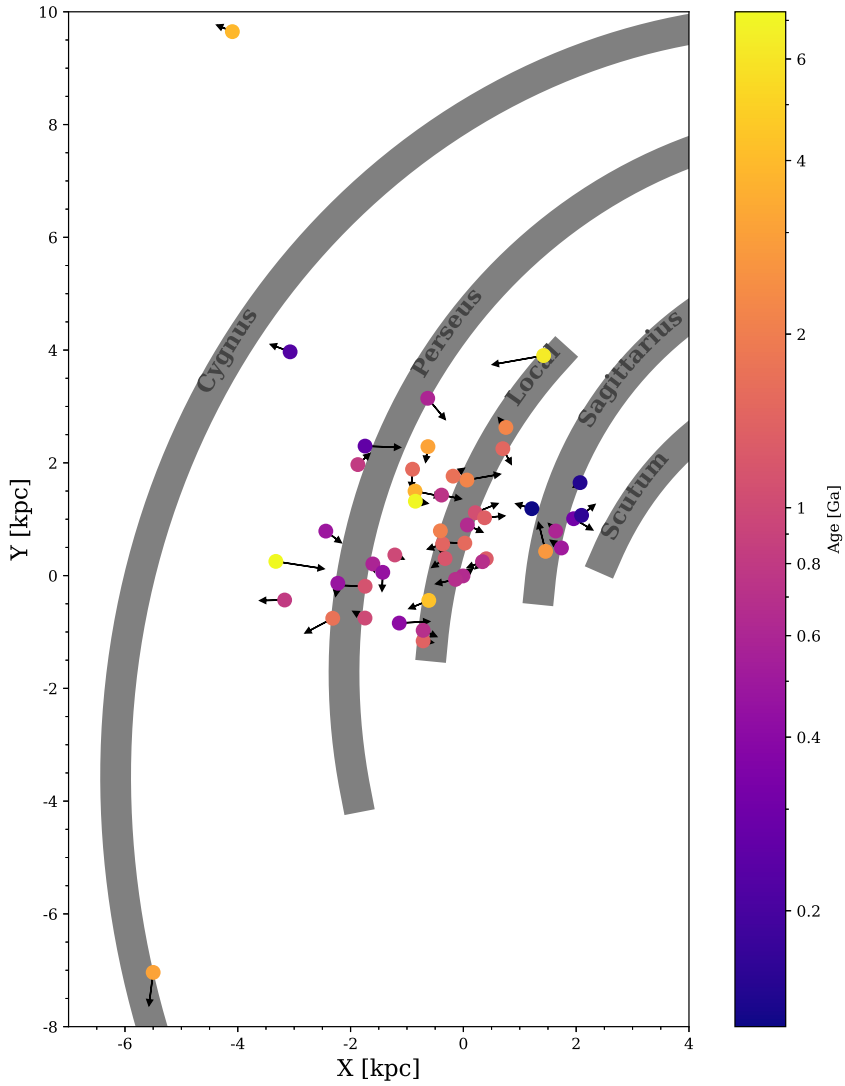


Figura 3.4: Proyección en el plano galáctico de la posición y la velocidad con respecto al estándar de reposo regional de los cúmulos de nuestra muestra. Representamos también los brazos espirales determinados por Reid et al. (2019).

Romero-Gómez et al. 2011, y sus referencias). El tercer modelo añade una espiral sinusoidal de Cox & Gómez (2002) al potencial axisimétrico. Modelamos dos brazos espirales con una amplitud de 0.1 y un patrón de velocidad de $\Omega = 21 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ (p. ej., Antoja et al. 2011), lo que sitúa la corrotación en $R_{GC} = 10,6 \text{ kpc}$. El cuarto modelo es la suma del potencial axisimétrico con la barra y los brazos descritos anteriormente. Utilizando el paquete `Python galpy` (Bovy 2015), hemos integrado la órbita hacia atrás en el tiempo durante la edad del cúmulo con un paso de 2 Ma. Las componentes del movimiento del Sol con respecto a la LSR, la distancia galactocéntrica del Sol, la velocidad circular a esta distancia y las distancias y edades de los OC son las descritas en la sec. 3.3.1.

Es importante tener en cuenta que para los cúmulos más viejos, las órbitas obtenidas son más inciertas. Esto se debe a que desconocemos cuál ha sido la evolución temporal del potencial, y tampoco sabemos cuáles han sido las interacciones del cúmulo con estructuras del disco, como nubes moleculares. También hemos comprobado que utilizando las distancias y edades proporcionadas por Dias et al. (2021) nuestros resultados no cambian significativamente. Para calcular las incertidumbres de los parámetros orbitales, hemos analizado cada órbita para los posibles valores de cada uno de los parámetros de entrada en juego, teniendo en cuenta sus incertidumbres. Empleamos 1000 realizaciones de valores del muestreo de Monte Carlo e integramos las órbitas. Como ejemplo, mostramos las órbitas derivadas usando el potencial $MW2014 + \text{barra} + \text{brazos}$ en los planos X-Y y R_{GC} -Z para dos de los OCs observados en OCCASO (fig. 3.5) y los cúmulos observados con MEGARA (fig. 3.6).

Exploramos los parámetros que se pueden ajustar en el potencial, uno de los cuales es la amplitud del potencial de brazos. Este factor indica la importancia del potencial de brazos respecto al potencial axisimétrico (Cox & Gómez 2002). El valor utilizado en el modelo de Cox & Gómez (2002) es de un 40 %. Comprobamos que este valor produce grandes desplazamientos en Z para los cúmulos más externos (Auner 1 y Berkeley 102) y excentricidades altas, en torno a 0.3 (ver fig. 3.7). Las órbitas calculadas, además, son caóticas. Aunque una amplitud de brazos del 40 % pueda ajustarse a la realidad de otras galaxias, asumir una amplitud de brazos de un 10 % concuerda mejor con los valores de la literatura para la Vía Láctea (p. ej., Antoja et al. 2011) y produce órbitas más parecidas a las calculadas con los otros potenciales. Las órbitas encontradas asumiendo un 10 % de amplitud son las esperables para objetos del disco delgado (ver fig. 3.6).

Comprobamos también que asumir un 10 % o un 40 % en la amplitud para cúmulos en regiones más internas ($5 > R_{GC} > 12 \text{ kpc}$), como los de la muestra OCCASO, no supone una gran diferencia en el cálculo de sus órbitas. Esto se debe a que el potencial axisimétrico es mucho más importante que el potencial de brazos en regiones internas. En el disco externo el potencial axisimétrico tiene una importancia menor y el potencial de brazos pasa a dominar en el caso de suponer valores altos de la amplitud. Por homogeneidad, asumimos el valor de 10 % en la amplitud del potencial de brazos para ambas muestras. La tabla 3.6 contiene los

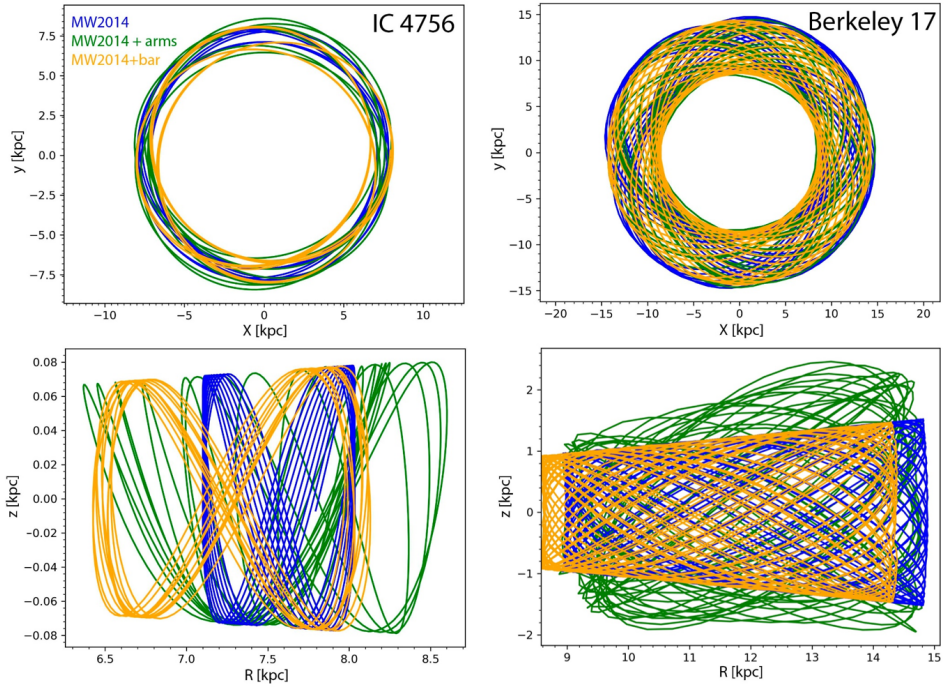


Figura 3.5: Ejemplo de órbitas para IC 4756 con una edad de 1.29 Ga (izquierda) y Berkeley 17 con 7.24 Ga (derecha), para los potenciales MW2014, MW2014 + brazos, MW2014 + barra.

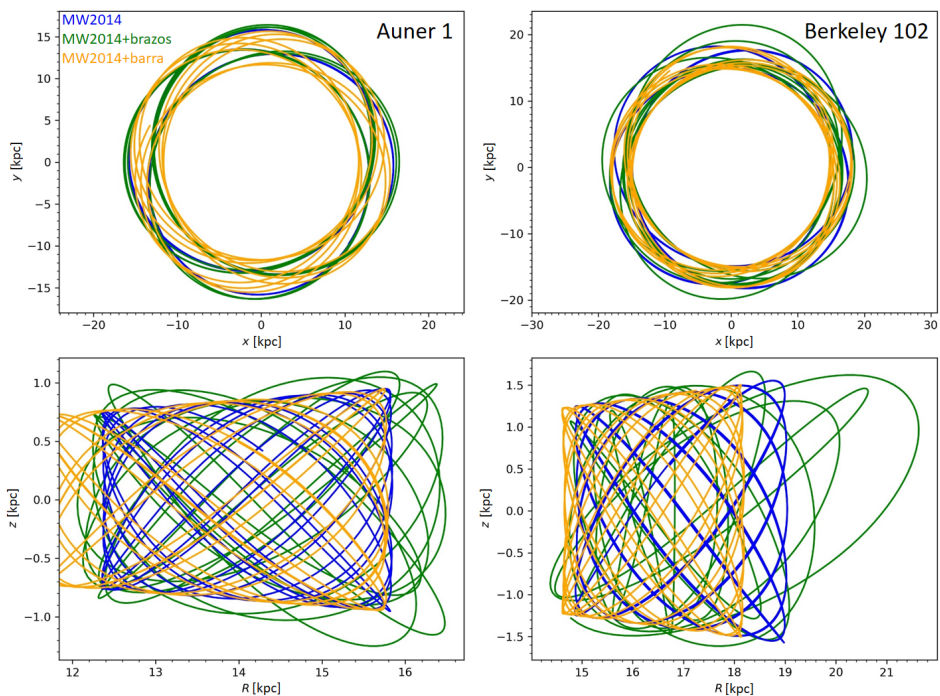


Figura 3.6: Órbitas de Auner 1 (izquierda) y Berkeley 102 (derecha), para los potenciales MW2014, MW2014 + brazos, MW2014 + barra.

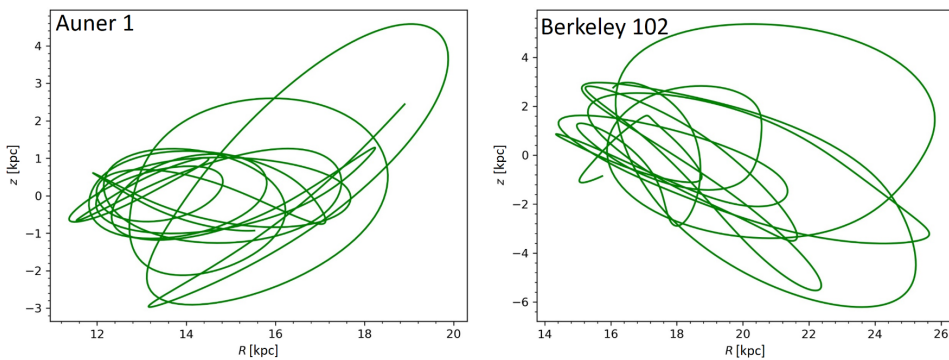


Figura 3.7: Proyección $R_{GC} - Z$ de las órbitas de Auner 1 y Berkeley 102, calculadas suponiendo un potencial *MW2014* + brazos con un 40 % de amplitud.

parámetros orbitales calculados mediante el potencial $MW2014$ +barra+brazos.

Estudiamos cómo afectan los diferentes potenciales al comportamiento de los parámetros orbitales. En la fig. 3.8, analizamos el efecto del modelo con barra y brazos espirales sobre la excentricidad (arriba a la izquierda), el radio de nacimiento (abajo a la izquierda) y la altura máxima con respecto al plano galáctico, z_{\max} (abajo a la derecha). La introducción tanto de la barra como de los brazos espirales produce un aumento de la excentricidad en la mayoría de los casos, siendo en general más importante el efecto al incluir la barra. La media de la excentricidad calculada con el potencial $MW2014$ es de 0.10 ± 0.06 , mientras que al añadir la barra, la media se convierte en 0.12 ± 0.06 , y con los brazos espirales la media es de 0.11 ± 0.06 , lo que supone un aumento del 20 % y del 10 %, respectivamente. Al integrar la órbita hacia atrás en el tiempo durante la edad del cúmulo, podemos calcular su radio de nacimiento. Este también cambia en función del potencial utilizado (véase fig. 3.8, abajo a la izquierda). Debe tenerse en cuenta que el radio de nacimiento en cúmulos viejos es especialmente impreciso, ya que la existencia de pequeñas incertidumbres en la estimación de sus edades supone grandes incertidumbres en el cálculo de su lugar de nacimiento. En cuanto a z_{\max} , apenas varía entre los tres potenciales, siendo su media 0.37 ± 0.37 kpc para todos los modelos galácticos. Las excepciones son Berkeley 17 y Berkeley 102, para los que la inclusión de brazos espirales hace que la órbita aumente su distancia vertical en torno a 2.4 kpc respecto al plano galáctico.

En la fig. 3.9 comparamos el radio de nacimiento de los cúmulos con el R_{GC} actual para los cuatro potenciales, lo que nos permite estudiar su migración radial. Durante su vida, las estrellas y los OCs pueden desplazarse de su radio galactocéntrico de nacimiento debido a la influencia dinámica de estructuras no axisimétricas de la Galaxia, como los brazos espirales (p. ej., Sellwood & Binney 2002), la barra (p. ej., Minchev & Famaey 2010) o fusiones menores de galaxias (p. ej., Quillen et al. 2009). Al modelar la barra y los brazos espirales, tenemos en cuenta la componente de la migración radial producida por estructuras no axisimétricas. Cabe destacar, sin embargo, que hay efectos que no podemos modelar, como el cambio del potencial con el tiempo (ya que se desconoce) o la interacción de los cúmulos con nubes moleculares gigantes. Alrededor del 70 % de los OCs de nuestra muestra se formaron en las regiones más internas que su R_{GC} actual y migraron hacia el exterior. Encontramos que, sistemáticamente, los cúmulos que realizaron esta migración son los que tienen R_{GC} actuales entre 8 y 11 kpc. Aunque este comportamiento aparezca para los cuatro potenciales, es más importante al incluir el potencial de barra (segunda y cuarta gráfica de la fig. 3.9). Los cúmulos estudiados en el disco externo muestran patrones diferentes. Mientras que Auner 1 parece haberse formado en regiones más internas del disco, Berkeley 102 debió de hacerlo en regiones más externas. No obstante, las incertidumbres en el radio de nacimiento de ambos cúmulos son grandes, lo que hace que el radio de nacimiento sea compatible con el actual.

En la fig. 3.10 comparamos el radio medio (R_{medio}) de la órbita con su posición

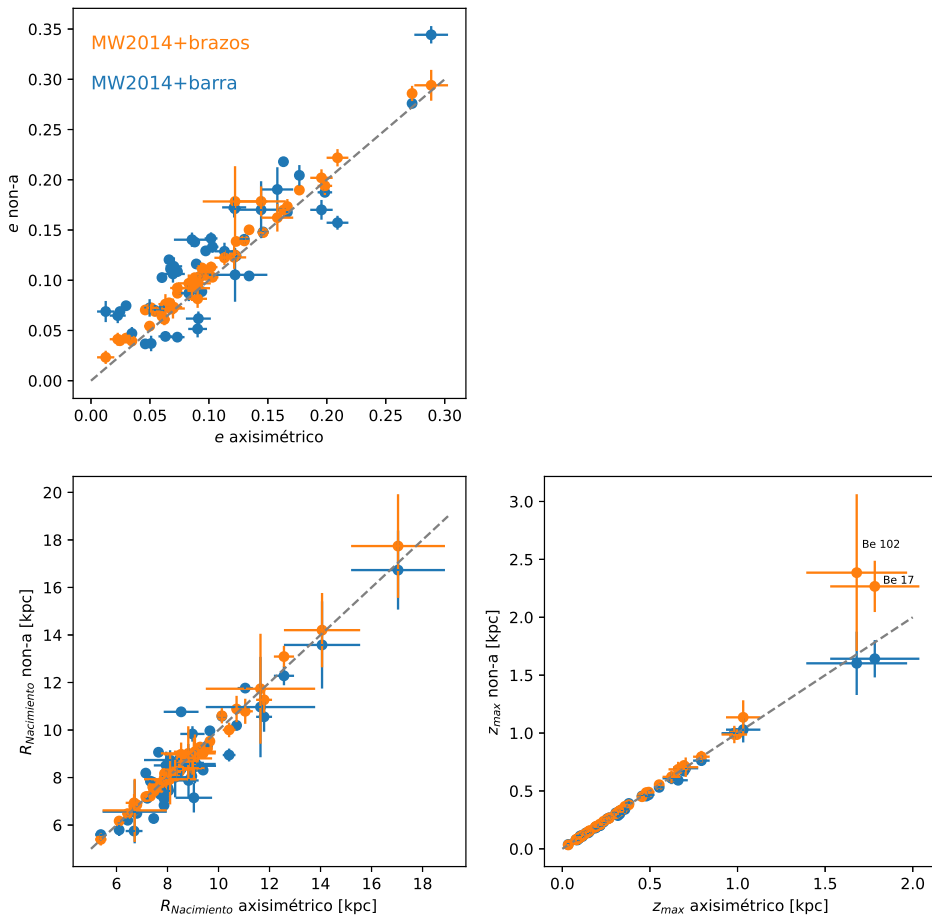


Figura 3.8: Comparación de los resultados obtenidos integrando las órbitas con el potencial *MW2014* y añadiendo los potenciales de brazos (en naranja) y barra (en azul) para la excentricidad (arriba a la izquierda), el radio de nacimiento (abajo a la izquierda) y la altura máxima respecto al plano galáctico (abajo a la derecha).

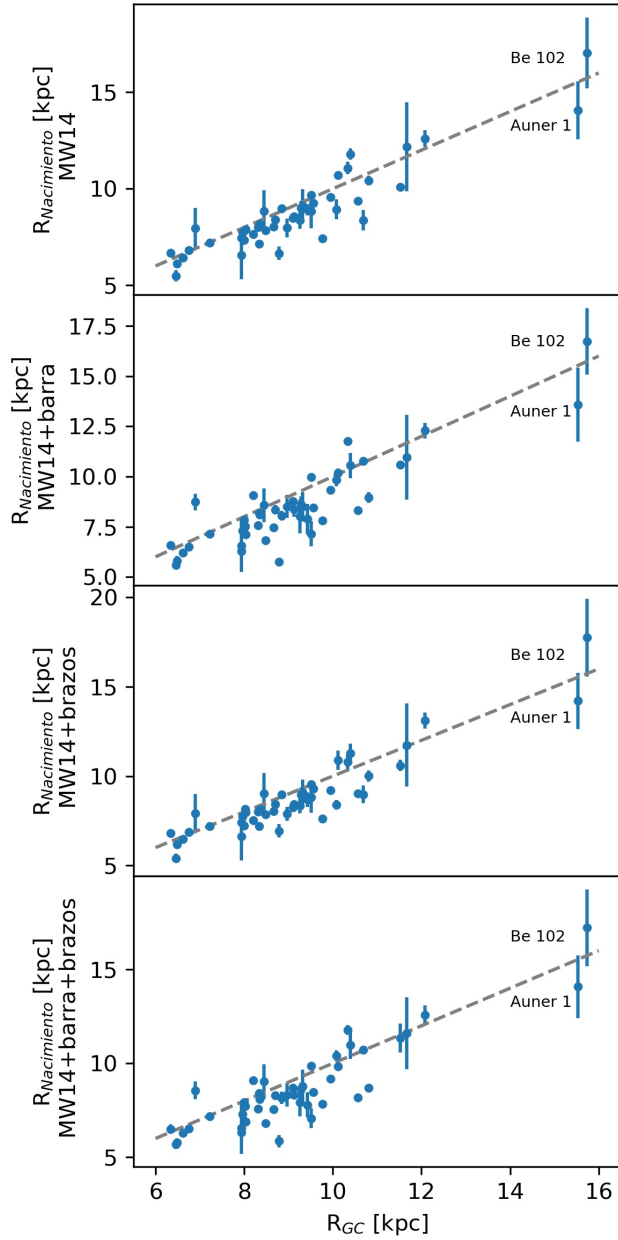


Figura 3.9: Comparación del radio galactocéntrico actual y radio de nacimiento calculado considerando diferentes potenciales. La línea de puntos gris tiene pendiente igual a uno.

actual para los diferentes potenciales. Este parámetro está calculado como la media entre el apoapsis (R_{ap}) y el periapsis (R_{peri}). Encontramos un escenario compatible con lo que describimos en el párrafo anterior sobre el radio de nacimiento. De manera general, los cúmulos con R_{GC} actual entre 8 y 11 kpc tienen valores de radio medio correspondiente a zonas más internas del disco. La diferencia es más importante al asumir un potencial axisimétrico con barra y brazos, siendo la componente de barra la que más importancia tiene en este efecto (ver cuarta gráfica de la fig. 3.10). En el disco externo, aunque en el momento presente encontremos a ambos cúmulos a R_{GC} similares (15.5 y 15.7 kpc para Auner 1 y Berkeley 102, respectivamente), sus radios medios son considerablemente distintos. Al asumir el potencial $MW2014$ + barra + brazos, el radio medio de Auner 1 es 13.7 ± 1.0 kpc, mientras que el de Berkeley 102 es 17.2 ± 2.5 kpc (véase tabla 3.6). Los valores del radio medio son compatibles al calcularlos asumiendo los diferentes potenciales.

La fig. 3.11 muestra la dependencia de z_{max} (arriba) y excentricidad (abajo) con la edad y el R_{GC} (codificado por colores). Las órbitas se han calculado con el potencial $MW2014$ + barra + brazos. En esta figura, además, comparamos los resultados de Auner 1 y Berkeley 102 con los de la muestra OCCASO. Se obtienen resultados similares utilizando solo el potencial $MW2014$ e incluyendo la barra y los brazos espirales por separado (véanse las fig. A.1, A.2 y A.3 en el apéndice). Independientemente del potencial elegido, existe una clara dependencia de z_{max} con la edad, como también se vio en el trabajo de Tarricq et al. (2021). Esto puede explicarse por el sesgo de supervivencia de los OCs y el calentamiento dinámico del disco. Los cúmulos abiertos se destruyen debido a la interacción con los brazos espirales y las nubes moleculares gigantes que contiene el disco (Spitzer & Schwarzschild 1951; Jenkins & Binney 1990). Los cúmulos que se alejan más del disco galáctico sufrirán estos efectos durante menos tiempo. Por tanto, estos serán los cúmulos con más probabilidades de sobrevivir. Por otro lado, cuanto mayor es la edad del cúmulo, más encuentros habrá tenido este con componentes no axisimétricas del potencial y más se habrá perturbado su órbita, llegando a z_{max} mayores. Es interesante el caso de King 1, un cúmulo de 3.9 Ga de edad cuya órbita está muy próxima al plano galáctico, con $z_{\text{max}} = 80$ pc. Una posible explicación de la supervivencia de este sistema es que fuera mucho más masivo en el momento de su nacimiento. Nuestra muestra no contiene otros ejemplos de OCs mayores de 2 Ga con z_{max} bajo, pero muestras más extensas apuntan hacia la existencia de otros sistemas con estas características (p. ej., Tarricq et al. 2021). Los dos cúmulos observados con MEGARA tienen valores altos de z_{max} , esto se debe a que se encuentran en el disco externo, donde el potencial galáctico es menos intenso y, por tanto, la altura de la órbita puede ser mayor.

En cuanto a la excentricidad, vemos que su dispersión aumenta en función de la edad (fig. 3.11, abajo), en línea con los resultados obtenidos por Tarricq et al. (2021). Esto se debe a los efectos anteriormente mencionados: los OCs más viejos tienen más probabilidades de haber interactuado con componentes no axisimétricos del potencial galáctico y con nubes moleculares gigantes, aumentando

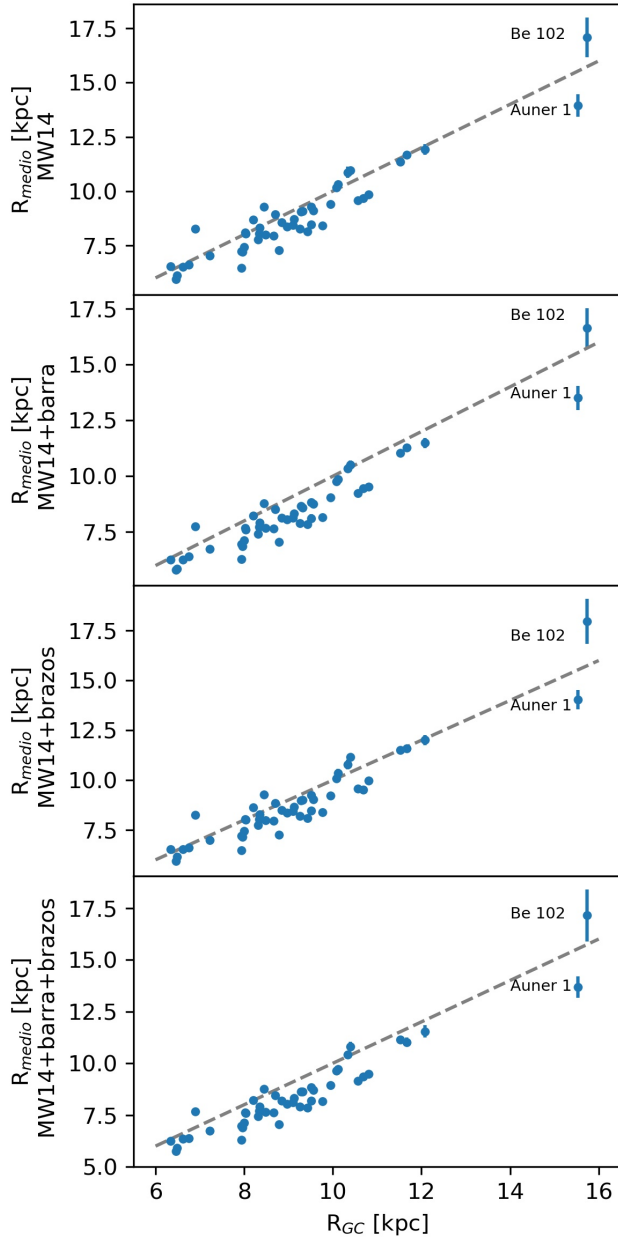


Figura 3.10: Comparación de los radios galactocéntrico actual y medio de las órbitas calculadas considerando diferentes potenciales. La línea de puntos gris tiene pendiente igual a uno.

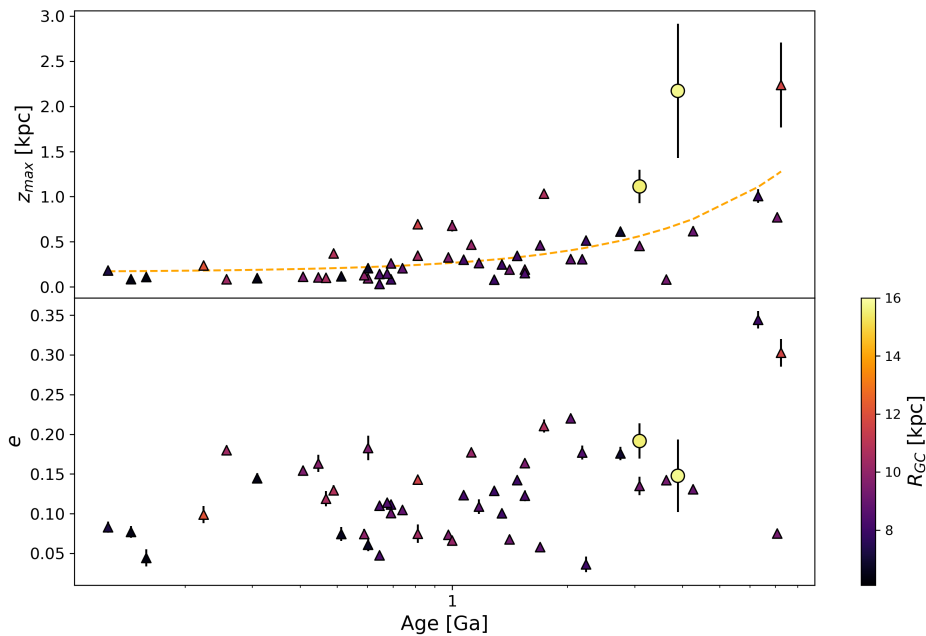


Figura 3.11: Dependencia de los parámetros orbitales z_{max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC y su radio galactocéntrico. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Los objetos observados con MEGARA están marcados con círculos y los de OCCASO con triángulos. En todos ellos, el radio galactocéntrico está codificado por colores.

la excentricidad de sus órbitas. La excentricidad de los cúmulos que estudiamos en el disco externo (Auner 1 y Berkeley 102) se encuentra dentro del rango de excentricidades esperables para su edad al compararlas con la muestra OCCASO (fig. 3.11, abajo).

Tabla 3.6: Parámetros orbitales de los OCs observados en OCCASO y los estudiados en el disco externo con MEGARA. Estos últimos están separados de los demás por una línea.

Cúmulo	R_{ap} [kpc]	R_{peri} [kpc]	$R_{\text{nacimiento}}$ [kpc]	R_{medio} [kpc]	e	z_{max} [kpc]
Berkeley 17	14.35 ± 0.21	7.69 ± 0.37	11.62 ± 1.91	3.33 ± 0.42	0.303 ± 0.017	2.237 ± 0.471
FSR 0278	10.30 ± 0.26	7.20 ± 0.06	9.02 ± 0.92	1.55 ± 0.26	0.177 ± 0.009	0.306 ± 0.023
FSR 0850	10.24 ± 0.12	8.07 ± 0.13	8.17 ± 0.13	1.09 ± 0.17	0.119 ± 0.010	0.100 ± 0.025
IC 4756	7.86 ± 0.03	6.07 ± 0.06	6.31 ± 0.15	0.90 ± 0.07	0.129 ± 0.003	0.079 ± 0.006
King 1	9.87 ± 0.11	7.41 ± 0.12	8.78 ± 0.87	1.23 ± 0.17	0.142 ± 0.004	0.081 ± 0.004
Melotte 111	8.27 ± 0.02	7.52 ± 0.01	8.08 ± 0.01	0.37 ± 0.02	0.047 ± 0.001	0.142 ± 0.004
NGC 1817	11.36 ± 0.09	7.94 ± 0.07	10.40 ± 0.30	1.71 ± 0.11	0.177 ± 0.001	0.467 ± 0.023
NGC 188	9.26 ± 0.07	7.97 ± 0.12	8.64 ± 0.35	0.65 ± 0.14	0.075 ± 0.005	0.770 ± 0.038
NGC 1907	9.61 ± 0.07	8.28 ± 0.08	9.18 ± 0.09	0.66 ± 0.11	0.074 ± 0.006	0.129 ± 0.023
NGC 2099	9.49 ± 0.07	6.83 ± 0.11	7.84 ± 0.07	1.33 ± 0.13	0.163 ± 0.011	0.104 ± 0.006
NGC 2126	9.33 ± 0.05	8.06 ± 0.03	8.46 ± 0.07	0.64 ± 0.06	0.073 ± 0.004	0.326 ± 0.014
NGC 2266	12.75 ± 0.27	9.56 ± 0.16	11.35 ± 0.76	1.59 ± 0.31	0.143 ± 0.004	0.694 ± 0.040
NGC 2354	8.89 ± 0.04	7.76 ± 0.11	8.34 ± 0.25	0.56 ± 0.12	0.068 ± 0.005	0.191 ± 0.015
NGC 2355	10.35 ± 0.15	9.07 ± 0.1	9.83 ± 0.23	0.64 ± 0.18	0.066 ± 0.004	0.677 ± 0.063
NGC 2420	11.33 ± 0.07	7.39 ± 0.11	10.73 ± 0.08	1.97 ± 0.13	0.210 ± 0.008	1.032 ± 0.021
NGC 2539	8.94 ± 0.06	7.31 ± 0.06	8.69 ± 0.14	0.82 ± 0.09	0.101 ± 0.003	0.259 ± 0.013
NGC 2632	8.53 ± 0.03	6.78 ± 0.04	6.82 ± 0.05	0.87 ± 0.05	0.114 ± 0.003	0.146 ± 0.014
NGC 2682	9.09 ± 0.06	6.99 ± 0.05	8.32 ± 0.64	1.05 ± 0.08	0.131 ± 0.003	0.617 ± 0.053
NGC 559	12.28 ± 0.34	8.53 ± 0.17	11.77 ± 0.26	1.87 ± 0.38	0.180 ± 0.006	0.084 ± 0.011
NGC 609	12.69 ± 0.45	10.4 ± 0.36	12.58 ± 0.51	1.14 ± 0.57	0.099 ± 0.011	0.236 ± 0.028
NGC 6633	7.93 ± 0.01	6.34 ± 0.03	7.92 ± 0.01	0.80 ± 0.04	0.112 ± 0.002	0.083 ± 0.004
NGC 6645	6.81 ± 0.02	5.87 ± 0.11	6.29 ± 0.16	0.47 ± 0.11	0.074 ± 0.009	0.117 ± 0.011
NGC 6705	6.60 ± 0.19	4.93 ± 0.17	5.69 ± 0.26	0.83 ± 0.25	0.145 ± 0.006	0.096 ± 0.006
NGC 6728	6.77 ± 0.02	5.99 ± 0.09	6.52 ± 0.10	0.39 ± 0.09	0.061 ± 0.008	0.207 ± 0.015

Cúmulo	R_{ap} [kpc]	R_{peri} [kpc]	$R_{\text{nacimiento}}$ [kpc]	R_{medio} [kpc]	e	z_{max} [kpc]
NGC 6755	6.36 ± 0.08	5.45 ± 0.14	5.78 ± 0.23	0.45 ± 0.17	0.077 ± 0.007	0.085 ± 0.011
NGC 6791	8.46 ± 0.09	4.13 ± 0.08	6.54 ± 1.35	2.16 ± 0.12	0.344 ± 0.011	1.006 ± 0.076
NGC 6811	9.22 ± 0.05	7.20 ± 0.02	9.09 ± 0.04	1.01 ± 0.05	0.123 ± 0.003	0.301 ± 0.013
NGC 6819	7.89 ± 0.07	7.34 ± 0.09	7.71 ± 0.06	0.28 ± 0.11	0.036 ± 0.010	0.513 ± 0.033
NGC 6939	8.93 ± 0.12	7.96 ± 0.08	8.30 ± 0.13	0.49 ± 0.15	0.058 ± 0.004	0.460 ± 0.031
NGC 6940	8.35 ± 0.03	6.83 ± 0.03	6.90 ± 0.10	0.76 ± 0.04	0.100 ± 0.003	0.248 ± 0.021
NGC 6991	8.65 ± 0.06	6.76 ± 0.05	8.40 ± 0.07	0.95 ± 0.08	0.123 ± 0.007	0.152 ± 0.012
NGC 6997	8.25 ± 0.01	6.61 ± 0.06	7.58 ± 0.16	0.82 ± 0.06	0.110 ± 0.005	0.032 ± 0.010
NGC 7142	8.97 ± 0.06	6.84 ± 0.19	7.92 ± 0.75	1.07 ± 0.20	0.135 ± 0.012	0.453 ± 0.025
NGC 7245	9.68 ± 0.13	6.69 ± 0.26	7.08 ± 0.53	1.49 ± 0.30	0.183 ± 0.016	0.094 ± 0.011
NGC 752	8.46 ± 0.04	6.80 ± 0.1	7.54 ± 0.13	0.83 ± 0.10	0.109 ± 0.009	0.263 ± 0.019
NGC 7762	8.59 ± 0.02	5.49 ± 0.04	5.86 ± 0.32	1.55 ± 0.05	0.220 ± 0.004	0.307 ± 0.021
NGC 7789	9.14 ± 0.06	6.57 ± 0.09	7.79 ± 0.67	1.29 ± 0.11	0.164 ± 0.004	0.192 ± 0.018
Ruprecht 171	9.03 ± 0.12	6.33 ± 0.07	8.56 ± 0.48	1.35 ± 0.14	0.176 ± 0.008	0.613 ± 0.050
Skiff J1942+38.6	7.87 ± 0.02	5.91 ± 0.03	7.30 ± 0.12	0.98 ± 0.03	0.142 ± 0.002	0.343 ± 0.014
UBC 106	6.53 ± 0.23	5.98 ± 0.09	6.51 ± 0.26	0.28 ± 0.25	0.044 ± 0.011	0.109 ± 0.014
UBC 215	10.21 ± 0.09	7.48 ± 0.04	9.85 ± 0.06	1.37 ± 0.10	0.154 ± 0.006	0.112 ± 0.012
UBC 3	7.29 ± 0.02	6.17 ± 0.10	7.17 ± 0.06	0.56 ± 0.10	0.083 ± 0.007	0.181 ± 0.006
UBC 44	11.62 ± 0.42	10.00 ± 0.19	10.97 ± 0.73	0.81 ± 0.46	0.075 ± 0.012	0.345 ± 0.026
UBC 59	10.71 ± 0.11	8.26 ± 0.12	8.68 ± 0.22	1.23 ± 0.17	0.129 ± 0.006	0.370 ± 0.019
UBC 6	9.04 ± 0.07	7.33 ± 0.07	8.16 ± 0.33	0.86 ± 0.10	0.105 ± 0.002	0.206 ± 0.016
Auner 1	16.28 ± 0.58	11.07 ± 0.86	14.08 ± 1.67	2.6 ± 1.04	0.192 ± 0.022	1.113 ± 0.185
Berkeley 102	19.74 ± 2.43	14.55 ± 0.61	17.22 ± 2.04	2.59 ± 2.51	0.148 ± 0.046	2.172 ± 0.743

3.4 Conclusiones

- Obtenemos velocidades radiales para 47 cúmulos en la muestra de OCCASO y para los dos cúmulos observados con MEGARA. Las velocidades radiales se han obtenido mediante correlación cruzada con espectros sintéticos. Las incertidumbres internas típicas, determinadas a partir de la desviación estándar de las mediciones individuales de cada estrella v_{scatter} , tienen valores desde 10 m s^{-1} para MERC y NOT1 hasta 21.2 m s^{-1} para CAH2. Las incertidumbres promedio en MEGARA son de 630 m s^{-1} . La disparidad en precisión de ambos estudios viene dada por la diferencia en resolución y rango espectral analizados.
- Estudiamos la cinemática y calculamos órbitas para los cúmulos a partir de nuestra medida de v_{rad} y la posición, los movimientos propios y la edad de los cúmulos obtenidos en el trabajo de Cantat-Gaudin et al. (2020). La cinemática que encontramos es compatible con la del disco delgado.
- En el cálculo orbital, incluir la barra y los brazos espirales no tiene un efecto importante en la determinación de la altura sobre el plano, excepto en los cúmulos Berkeley 17 y Berkeley 102; ambos alcanzan alturas máximas respecto al plano galáctico en torno a 2.4 kpc. Incluir el potencial de barra y brazos sí supone un aumento global de la excentricidad, siendo especialmente importante el efecto del potencial de la barra. Obtenemos una media un 20 % superior al añadir la barra y un 10 % al añadir los brazos espirales.
- Alrededor del 70 % de los OCs de la muestra OCCASO parecen haberse formado en las regiones más internas y han migrado hacia el exterior. Al evaluar el radio medio de la órbita encontramos, en general, valores de radio medio inferiores a los de la posición actual, especialmente en la región entre 8 y 11 kpc. La diferencia entre R_{GC} y R_{mean} es mayor al asumir el potencial $MW2014 + \text{barra} + \text{brazos}$.
- Al determinar los parámetros orbitales de los cúmulos observados con MEGARA, encontramos que suponer una amplitud del potencial de brazos respecto a la componente axisimétrica de un 40 %, como suponen Cox & Gómez (2002), es excesivo en las regiones externas del disco y no produce resultados físicamente creíbles. Una amplitud del 10 % produce parámetros orbitales acordes con la pertenencia de los cúmulos al disco delgado y en consonancia con la amplitud empleada comúnmente en la literatura. La elección de este parámetro en los cúmulos en zonas más internas del disco no tiene un efecto tan importante debido a que el potencial axisimétrico domina sobre el potencial de brazos.
- En todos los modelos, la altura sobre el plano y la dispersión de la excentricidad aumentan en función de la edad. Los cúmulos observados con

MEGARA tienen valores superiores de z_{\max} respecto a los encontrados en la muestra OCCASO (para su rango de edad). Esto es esperable debido a que se encuentran en la región externa del disco, donde el potencial galáctico es más débil.

Capítulo 4

Determinación de abundancias químicas

Este capítulo describe la determinación de los parámetros atmosféricos y las abundancias químicas para los espectros de estrellas estudiados en OCCASO y los observados con MEGARA. En la sec. 4.1 detallamos la estrategia de análisis empleada en OCCASO, especificando los métodos de análisis utilizados (subsec. 4.1.1), la selección de líneas espectrales (subsec. 4.1.2), los resultados de los parámetros atmosféricos, cotejando los resultados entre métodos y con la literatura (subsec. 4.1.3) y los resultados de las abundancias químicas, comparando los resultados entre métodos y con la literatura (subsec. 4.1.4). En la sec. 4.2 explicamos el método de análisis empleado con las observaciones realizadas con MEGARA, especificando la selección de líneas espectrales (subsec. 4.2.1), los resultados de los parámetros atmosféricos (subsec. 4.2.2) y los resultados de las abundancias químicas (subsec. 4.2.3).

4.1 OCCASO

El objetivo de OCCASO es obtener abundancias detalladas a partir de espectroscopía de alta resolución. Nuestros espectros contienen información de varias propiedades físicas estelares: T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$ velocidad de microturbulencia (v_{mic}) y abundancias individuales de un gran número de elementos químicos. El procedimiento que adoptamos es primero determinar los parámetros atmosféricos, para después obtener abundancias químicas de cada elemento. Empleamos los métodos descritos en la sec. 4.1.1. Con la finalidad de determinar de manera precisa las abundancias químicas promedio de cada cúmulo, estudiamos aquellos para los que se han observado al menos cuatro estrellas del RC con $S/N > 50$, lo que reduce la muestra analizada a 194 estrellas pertenecientes a 36 cúmulos.

4.1.1 Métodos de análisis

Existen dos grandes métodos empleados actualmente en la literatura: anchura equivalente (EW, por sus siglas en inglés) y síntesis espectral (SS, por sus siglas en inglés). Utilizamos estos dos procedimientos para determinar los parámetros atmosféricos y las abundancias individuales. La estrategia de aplicar múltiples metodologías para establecer parámetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$, v_{mic} , $[M/H]$) y abundancias individuales también se ha aplicado en otros estudios, como GES, según se describe en Smiljanic et al. (2014). Este procedimiento tiene la ventaja de que permite investigar efectos dependientes del método y localizar fuentes de diferencias sistemáticas. Con el fin de garantizar la homogeneidad, en ambos casos hemos empleado los conjuntos de modelos de atmósfera MARCS (Gustafsson et al. 2008), los cuales cubren los rangos $2500 \leq T_{\text{eff}} \leq 8000$ K, $0 \leq \log g \leq 5$ dex y $-5 \leq [M/H] \leq 1$ dex. En estos modelos se asume que las atmósferas de las estrellas están formadas por capas con simetría esférica en la mayoría de casos, salvo para estrellas con $\log g$ elevadas, para las que se modelan como capas plano-paralelas. También se supone equilibrio hidrostático y equilibrio termodinámico local (LTE, por sus siglas en inglés), que consiste en suponer que las partículas de gas están caracterizadas por una única temperatura de manera local. Elegimos emplear MARCS debido a que es una de las redes de modelos más comúnmente utilizadas en la literatura. También, por homogeneidad, utilizamos en los dos métodos la sexta versión de la lista de líneas GES (Heiter et al. 2021).

Anchura equivalente (EW)

El procedimiento empleado para determinar los parámetros atmosféricos es el método espectroscópico clásico a partir de las medidas de anchura equivalente (Mucciarelli et al. 2013):

- Temperatura efectiva: el valor de T_{eff} se determina aplicando el equilibrio de excitación, el cual establece que no debe haber correlación entre la abundancia y el potencial de excitación χ de las líneas neutrales de hierro. El potencial de excitación es la diferencia de energía necesaria para hacer que el electrón ligado a un átomo pase de su estado fundamental a un nivel excitado. La cantidad de electrones presentes en cada nivel de energía depende principalmente de T_{eff} , según la ecuación de Boltzmann. Si asumimos incorrectamente un valor de T_{eff} al analizar un espectro estelar, necesitaremos diferentes abundancias para que coincidan con el perfil observado de las transiciones con distintos χ . Por ejemplo, si usamos un valor de T_{eff} demasiado alto, se producirá un déficit de electrones en los niveles de energía más bajos, lo que dará como resultado un perfil de línea demasiado superficial para las transiciones con bajo χ . Por lo tanto, se requerirá una mayor abundancia para que el perfil de línea coincida. En consecuencia, un valor de T_{eff} demasiado alto

introducirá una relación inversa entre las abundancias y χ . Por otro lado, si la T_{eff} es demasiado baja, se obtendrá un perfil de línea más profundo para las transiciones con bajo χ . En esta situación se espera una correlación positiva.

- Gravedad superficial: el valor de $\log g$ se obtiene mediante el método de equilibrio de ionización, que implica que la abundancia calculada a partir de líneas de dos estados de ionización diferentes de un mismo elemento químico debe de ser la misma. Típicamente, se utilizan líneas del elemento en estado neutro y en el primer estado de ionización. La gravedad es una medida directa de la presión de la fotosfera, por lo que las variaciones en $\log g$ producen cambios en las líneas ionizadas, que son sensibles a la presión electrónica. Por otra parte, las líneas neutras no se ven afectadas significativamente por este parámetro. Este método asume que los niveles de energía de una especie están poblados según las ecuaciones de Boltzmann y Saha, en condiciones de LTE. Sin embargo, las desviaciones de esta suposición, especialmente en estrellas con bajos niveles de metales o baja gravedad, pueden alterar la gravedad calculada utilizando este método, ya que los efectos no-LTE afectan principalmente a las líneas neutras.
- Velocidad de microturbulencia: v_{mic} se determina exigiendo que no haya relación entre la abundancia de hierro y la anchura equivalente de la línea. La curva de crecimiento relaciona la anchura equivalente de la línea con la cantidad de material responsable de la absorción. La curva de crecimiento está separada en tres zonas. En la primera parte, la anchura equivalente crece de manera lineal. En la parte saturada, el número de átomos es suficiente como para absorber casi todo el continuo en el centro de la línea y un mayor incremento en la densidad resulta en un pequeño incremento de EW. A mayores densidades, los átomos absorben fotones en las alas de la línea, lo que hace que la EW aumente de nuevo. La velocidad de microturbulencia afecta principalmente a las líneas moderadas e intensas que se encuentran en la sección saturada de la curva de crecimiento, mientras que las situadas en la parte lineal de la curva de crecimiento son más sensibles a la abundancia en lugar de la microturbulencia. La necesidad de incorporar la velocidad de microturbulencia como un factor adicional surge debido a que los movimientos no térmicos, principalmente generados por la convección en la fotosfera, no se describen adecuadamente en los modelos atmosféricos unidimensionales. La velocidad de microturbulencia es un parámetro que generalmente no se considera que sea físico, ya que solo actúa como un factor de corrección que minimiza la variabilidad de línea a línea para una especie específica y compensa la descripción incompleta de la convección según se implementa en los modelos atmosféricos unidimensionales (Kurucz 2005).
- Metalicidad: $[M/H]$ se calcula en función del contenido medio de hierro de la estrella, asumiendo $[Fe/H]$ como indicador de la metalicidad

global. Generalmente, $[\text{Fe}/\text{H}]$ se adopta como un buen indicador de la metalicidad debido a su gran número de líneas disponibles, pero no describe necesariamente la metalicidad global de la estrella estudiada. De hecho, el hierro no suele ser el elemento más abundante en las estrellas, mientras que elementos como el C, el N y el O serían los mejores trazadores de la metalicidad estelar, pero son difíciles de medir.

Las mediciones de la anchura equivalente se realizan mediante el código DAOSPEC (Stetson & Pancino 2008). Empleamos el programa D00p (Cantat-Gaudin et al. 2014), que permite analizar los espectros por grupos y establecer de manera automática los parámetros que necesita DAOSPEC para determinar las anchuras equivalentes, como la anchura a media altura de las líneas de absorción del espectro. Los valores resultantes de EW se introducen en GALA (Mucciarelli et al. 2013), que deriva los parámetros atmosféricos y las abundancias químicas utilizando el código de transferencia radiativa WIDTH9 (Kurucz 2005).

En el proceso de análisis hay varios filtros de calidad, tanto en DAOSPEC como en GALA. En DAOSPEC descartamos los EW con errores mayores del 15 % y las líneas con velocidad radial superior a 4σ . GALA mide las abundancias de cada línea en el rango $-5.9 \geq \log \frac{EW}{\lambda} \geq -4.8$, descartando aquellas muy débiles o demasiado intensas, que pueden producir valores de abundancia discrepantes. En nuestro caso hemos elegido este rango después de evaluar los resultados de toda nuestra muestra.

Impacto de los parámetros iniciales en los resultados de GALA

GALA requiere una estimación inicial de los parámetros atmosféricos para realizar el análisis. En los artículos II y III, se utilizó el valor medio de los parámetros de nuestra muestra, $T_{\text{eff}} = 4700 \text{ K}$ y $\log g = 2.50 \text{ dex}$, como valores iniciales para analizar todos los espectros. En el presente trabajo, investigamos el impacto de los valores iniciales en el resultado final. Para ello, analizamos toda la muestra con 21 combinaciones diferentes de T_{eff} y $\log g$ en una red de parámetros que cubre $4100 \leq T_{\text{eff}} \leq 5300 \text{ K}$ con un paso de 200 K, y $1.4 \leq \log g \leq 3.5 \text{ dex}$ con un paso de 0.3 dex. Estos son los rangos de temperatura y gravedad esperables para las estrellas que estudiamos. Para cada combinación de valores iniciales, calculamos los parámetros atmosféricos de todas las estrellas.

Utilizamos tres métodos independientes para evaluar la bondad de los resultados. En primer lugar, la función de mérito proporcionada por GALA, que estima la calidad de la solución global. Se calcula considerando los valores de los parámetros de optimización y las incertidumbres correspondientes (ver Mucciarelli et al. 2013, para más detalles). En segundo lugar, evaluamos la diferencia entre los parámetros atmosféricos calculados y los parámetros iniciales, seleccionando los resultados que satisfagan $|T_{\text{eff,guess}} - T_{\text{eff}}| < 100 \text{ K}$ y $|\log g_{\text{guess}} - \log g| < 0.5 \text{ dex}$. Esto descarta soluciones que convergen a valores muy diferentes de los valores

iniciales. Por último, tenemos en cuenta la cantidad de veces que se obtiene un resultado para la misma estrella, ya que los resultados más repetidos deberían ser los más fiables.

Utilizamos la combinación de los tres criterios para elegir los parámetros atmosféricos de cada estrella. Para 151 estrellas, los tres criterios dan los mismos parámetros atmosféricos en el 78 % de los casos. Estos son los resultados más robustos, marcados como 1 en la columna GALAF de la tabla A.2. Para el 15 % de los casos, dos de los criterios apuntan a los mismos parámetros atmosféricos, mientras que el otro proporciona una solución diferente. En estos casos, seleccionamos la solución obtenida a partir de dos de los criterios que concuerdan. Se etiquetan como 2 en la columna GALAF de la misma tabla si los resultados se derivan del primer y segundo criterio, y como 3 si se obtiene del segundo y tercer criterio. No hay ningún caso en el que coincidan el primer y el tercer criterio. Por último, para las 13 estrellas restantes, el 7 % de la muestra, cada criterio proporciona una solución diferente, siendo los casos en que los parámetros atmosféricos son menos fiables. Estos casos se marcan como 4, y el resultado adoptado es el que presenta la mejor función de mérito.

Síntesis espectral (SS)

El enfoque del método de síntesis espectral consiste en derivar los parámetros estelares y las abundancias químicas por comparación entre el espectro observado y los espectros sintéticos, utilizando un algoritmo de mínimos cuadrados. De esta forma se reducen las diferencias hasta que se encuentra el mejor ajuste, y, por tanto, los parámetros atmosféricos del objeto observado. Además de ajustar las líneas descritas en la sec. 4.1.2, ajustamos también las alas de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ y el triplete del Mg, que permiten romper degeneraciones de los parámetros atmosféricos, dado que son sensibles a la T_{eff} y $\log g$, respectivamente. Esto puede hacerse o bien partiendo de un conjunto de espectros sintéticos pre-computados, o bien calculando los espectros sintéticos durante el proceso de ajuste. El segundo procedimiento es el empleado en este trabajo, donde sintetizamos los espectros por interpolación del conjunto de modelos de atmósfera y utilizamos un código de transferencia radiativa. El análisis se realiza mediante el programa `iSpec` (Blanco-Cuaresma et al. 2014; Blanco-Cuaresma 2019), empleando el código de transferencia radiativa `SPECTRUM` (Gray & Corbally 1994). Como se ha mencionado en la sec. 4.1.1, el grupo de modelos de atmósfera utilizado es `MARCS`.

Mediante este procedimiento se pueden ajustar, los mismos parámetros atmosféricos descritos anteriormente. Además, permite evaluar la abundancia global de elementos α , la velocidad de macroturbulencia y la velocidad de rotación proyectada de la estrella ($v \sin i$).

La macroturbulencia en los modelos de síntesis espectral se define como la escala de turbulencia en la que el tamaño de la celda turbulenta es más grande que

el recorrido libre medio del fotón (Gray 2010). Por el contrario, la microturbulencia se define como la escala de turbulencia en la que el tamaño de la celda turbulenta es más pequeña que el recorrido libre medio del fotón. De esta forma, habitualmente el fotón emitido por una celda es absorbido por otra. Debido a los movimientos relativos entre celdas, el fotón emitido en el centro de la línea se absorberá en longitudes de onda inferiores o superiores, produciendo el ensanchamiento de las alas de la línea. El otro efecto de la microturbulencia es la desaturación del centro de la línea, por lo que además de producir ensanchamiento, también provoca su fortalecimiento. La macroturbulencia solo ocasiona ensanchamiento en la línea. Recordemos que la microturbulencia es un factor adicional, que debe introducirse en el modelo de atmósfera, debido a que los movimientos no térmicos no se describen adecuadamente en los modelos atmosféricos unidimensionales. La microturbulencia calculada mediante *SS* tendrá valores diferentes a la calculada mediante *EW*, al tenerse en cuenta en el primer caso otros factores de ensanchamiento, como la velocidad de rotación de la estrella o la macroturbulencia.

La velocidad de rotación de la estrella en la línea de visión es otra fuente de ensanchamiento de las líneas espectrales. *iSpec* es capaz de ajustar tanto la velocidad de rotación como de la macroturbulencia. No obstante, debe tenerse en cuenta que los efectos de ambos mecanismos en el espectro son difíciles de distinguir, especialmente en gigantes rojas (p. ej., Thygesen et al. 2012). Por ello consideramos que, en el tipo de estrellas que analizamos, el ensanchamiento se produce principalmente por rotación y suponemos una velocidad de macroturbulencia despreciable.

El valor de $[M/H]$ tampoco es directamente comparable entre las medidas que proporciona *EW* y *SS*, ya que en el primer caso se calcula a partir de las líneas de hierro y en el segundo caso supone una estimación de la metalicidad global a partir de líneas de todos los elementos. En el rango de metalicidades de nuestros objetos, esto supone que $[M/H]$ de un método y del otro presentan una pequeña diferencia global.

Escala de abundancia solar

Uno de los objetivos de este trabajo es proporcionar abundancias relativas al Sol, que se calculan como: $[X/H] = A_{X_*} - A_{X_{\odot}}$, siendo A la abundancia absoluta de cada elemento (X), de manera que es necesario determinar las abundancias solares. Procedemos como en los artículos II y III, utilizando como referencia los nueve espectros solares de HARPS, UVES y NARVAL en la biblioteca espectral *Gaia FGK benchmark stars* (Blanco-Cuaresma et al. 2014). Analizamos estos espectros con la misma metodología que los de OCCASO y con los dos métodos, *SS* y *EW*. Las abundancias solares se calculan utilizando la media ponderada de los valores derivados para cada espectro, con la desviación estándar como incertidumbre. Finalmente, los valores de abundancia que se adoptan son los correspondientes al método seleccionado en la sec. 4.1.4 y se enumeran en la tabla 4.1. Son consistentes

dentro de $1-2\sigma$ con los valores fotosféricos obtenidos por Grevesse et al. (2007) y Asplund et al. (2009).

Tabla 4.1: Abundancias solares calculadas en este trabajo, comparadas con Grevesse et al. (2007, GAS07) y Asplund et al. (2009, AGS09).

Elemento	Este trabajo	Método	GAS07	AGS09
Fe I	7.48±0.01	EW	7.45±0.05	7.50 ±0.04
Mg I	7.50±0.01	SS	7.53±0.09	7.60 ±0.04
Si I	7.43±0.01	EW	7.51±0.04	7.51 ±0.03
Ca I	6.36±0.01	SS	6.31±0.04	6.34 ±0.04
Ti I	4.91±0.02	EW	4.90±0.06	4.95 ±0.05
Na I	6.34±0.01	SS	6.17±0.04	6.24 ±0.04
Al I	6.49±0.03	SS	6.37±0.06	6.45 ±0.03
Sc II	3.18±0.02	SS	3.17±0.10	3.15 ±0.04
V I	3.90±0.01	SS	4.00±0.02	3.93 ±0.08
Cr I	5.59±0.02	EW	5.64±0.10	5.64 ±0.04
Mn I	5.48±0.01	SS	5.39±0.03	5.43 ±0.05
Co I	4.90±0.02	SS	4.92±0.08	4.99 ±0.07
Ni I	6.27±0.02	EW	6.23±0.04	6.22 ±0.04
Cu I	4.03±0.03	SS	4.21±0.04	4.19 ±0.04
Zn I	4.35±0.02	EW	4.60±0.03	4.56 ±0.05
Sr II	3.03±0.07	SS	2.92±0.05	2.87 ±0.07
Y II	2.08±0.04	SS	2.21±0.02	2.21 ±0.05
Zr II	2.58±0.04	SS	2.58±0.02	2.58 ±0.04
Mo II	1.88±0.08	SS	1.92±0.05	1.88 ±0.08
Ba II	2.19±0.02	SS	2.17±0.07	2.18 ±0.09
La II	1.09±0.12	SS	1.13±0.05	1.10 ±0.04
Ce II	1.45±0.05	SS	1.70±0.10	1.58 ±0.04
Pr II	0.65±0.12	SS	0.58±0.10	0.72 ±0.04
Nd II	1.45±0.02	SS	1.45±0.05	1.42 ±0.04
Eu II	0.55±0.02	SS	0.52±0.06	0.52 ±0.04

4.1.2 Selección de las líneas espectrales

Utilizamos la sexta versión de la lista de líneas GES, que es una compilación de parámetros atómicos de 80 612 líneas (Heiter et al. 2021) que cubren todo el rango de longitudes de onda de nuestros espectros. La lista de líneas proporciona dos indicadores para cada una de ellas: *gf_flag*, relacionada con la fiabilidad de las probabilidades de transición de las líneas, y *synflag* que señala si la línea está superpuesta a otras o no a la resolución de UVES, $R = 47\,000$. Ambos indicadores

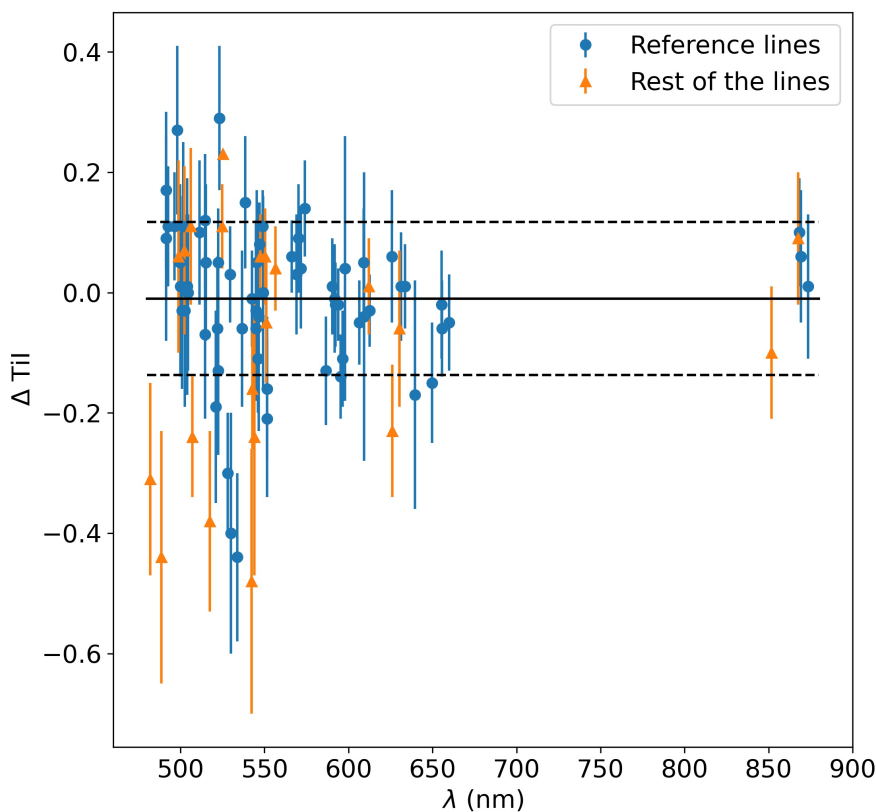


Figura 4.1: Diferencia entre la abundancia de una línea y la abundancia media, representada frente a la longitud de onda de la línea para el Ti. Los símbolos azules son las líneas de referencia (ver texto), mientras que los triángulos naranjas son las demás. La distribución de los valores de las líneas de referencia se utiliza como criterio de selección, manteniendo aquellas que se encuentran en la región delimitada por $\pm 1\sigma$ (entre líneas discontinuas). El procedimiento es el mismo para todos los elementos químicos.

pueden tomar los valores Y, para “sí, recomendamos usar esta línea”; N, para “no se recomienda”; o U, para “no decidido” (ver Heiter et al. 2021, para más detalles). Es posible que nosotros podamos resolver algunas líneas no separadas en espectros UVES, ya que OCCASO utiliza una resolución mayor, $R \geq 67\,000$. Por tanto, todas las líneas son potencialmente utilizables independientemente de sus valores *synflag*, como ya sugirió Heiter et al. (2021).

La lista de líneas para determinar parámetros atmosféricos en SS se prepara analizando el espectro solar y seleccionando las líneas que proporcionen abundancias consistentes con las de Grevesse et al. (2007).

Para determinar los parámetros atmosféricos en EW y las abundancias en EW y SS, seleccionamos las líneas más adecuadas con el siguiente procedimiento. Primero, descartamos todas las líneas con *gf_flag*=N, ya que los autores de la lista de líneas consideran que sus parámetros atómicos no son precisos. En segundo lugar, ejecutamos ambos métodos en toda la muestra, seleccionando las líneas que son medibles en al menos 50 estrellas. En tercer lugar, descartamos aquellas que proporcionan diferentes abundancias químicas debido a solapamiento con otras líneas o parámetros atómicos imprecisos. Para cada elemento, calculamos la diferencia entre la abundancia de cada línea y la abundancia media. Al hacer esto para todas las estrellas, obtenemos una distribución de diferencias por línea (fig. 4.1). Para estas distribuciones calculamos su mediana y desviación estándar. Las líneas con una dispersión mayor de 0.25 dex se descartan. En los artículos II y III empleamos un valor fijo para descartar líneas con medianas discrepantes. En este trabajo utilizamos líneas de referencia en este proceso, evaluando la distribución de sus medianas. Consideramos como líneas de referencia las marcadas como *gf_flag*=Y y *synflag*=Y o U. Seleccionamos las líneas que se encuentren en el rango de $\pm 1\sigma$ de la distribución de líneas de referencia. (líneas discontinuas en fig. 4.1). Repetimos el proceso dos veces para mejorar el descarte de líneas con valores discrepantes. Las listas de líneas EW y SS se presentan en las tablas A.3 y A.4, respectivamente.

Para los elementos con menos de 10 líneas detectadas (Na, Mg, Al, Zn, Sr, Y, Ba, Ce, Zr y Nd), los criterios estadísticos no son suficientes para evaluar la bondad de la línea. En este caso, seleccionamos las mejores líneas mediante inspección visual de nuestros espectros de mayor S/N. Además, las líneas de Na a 589.00 y 589.59 nm, etiquetadas como YY, se descartan por estar contaminadas por líneas de absorción del medio interestelar.

4.1.3 Parámetros atmosféricos

Resultados y comparación entre métodos

Las temperaturas efectivas y las gravedades superficiales derivadas para cada método, con sus incertidumbres, se listan en la tabla A.2 y se comparan en la fig. 4.2. Las incertidumbres típicas de T_{eff} derivadas con EW y SS son 55 K y 17 K, respectivamente. Los valores obtenidos con SS son ligeramente superiores, en 15 ± 80 K, a los obtenidos con EW. Para la gravedad superficial, encontramos que EW da valores 0.08 dex más altos que SS. La desviación estándar de las diferencias es de 0.2 dex, que es mayor que las incertidumbres medias para EW, 0.09 dex, y SS, 0.04 dex. Esta diferencia y la dispersión pueden deberse a las dificultades para derivar $\log g$ a partir de espectroscopía. Este problema está presente incluso a partir de espectros de alta calidad y gran cobertura en longitud de onda, como en nuestro caso. Nuestros resultados son compatibles con los valores obtenidos en el artículo II a partir de una muestra más pequeña. Otros estudios que comparan los dos métodos utilizando herramientas y muestras distintas encuentran diferencias similares (p. e.j. Smiljanic et al. 2014).

Debido a que los valores de T_{eff} y $\log g$ derivados de ambos procedimientos son compatibles dentro de las incertidumbres, obtenemos su media ponderada. Los valores están también listados en la tabla A.2. Dado que las metalicidades y las velocidades de microturbulencia no tienen exactamente el mismo significado en ambos métodos, no intentamos combinarlas. Los valores medios de T_{eff} y $\log g$ se utilizan para calcular de nuevo la microturbulencia y la metalicidad global en ambos procedimientos de forma independiente. Adicionalmente, se calcula la velocidad de rotación en SS. Este procedimiento disminuye las diferencias entre los dos métodos en la determinación de la abundancia química (ver artículo II).

Comparación con la literatura

Nuestro catálogo contiene varias estrellas en común con otros estudios espectroscópicos. La fig. 4.3 y la tabla 4.2 muestran la comparación de los parámetros atmosféricos con los estudios que tienen al menos diez estrellas en común con OCCASO: APOGEE DR17 (Abdurro'uf et al. 2022), GALAH DR3 (Buder et al. 2021), GES DR5 (Randich et al. 2022), *Gaia* DR3 GSPSPEC (*Gaia* Collaboration et al. 2022a) y Jacobson et al. (2011). En todos los casos, las estrellas se seleccionaron teniendo en cuenta los diferentes indicadores proporcionados por cada estudio y están descritas en el pie de la tabla 4.2.

En T_{eff} existe una excelente concordancia con APOGEE DR17 dentro de las incertidumbres. Para GALAH DR3, obtenemos valores ligeramente mayores, aunque esta comparación se basa en solo 14 estrellas. Además, la distribución en T_{eff} muestra una cola hacia diferencias negativas. La diferencia con T_{eff} de GES DR5 muestra una distribución con dos picos, con una gran desviación estándar de 89 K. El pico más alto muestra que las T_{eff} de OCCASO son superiores a las medidas por

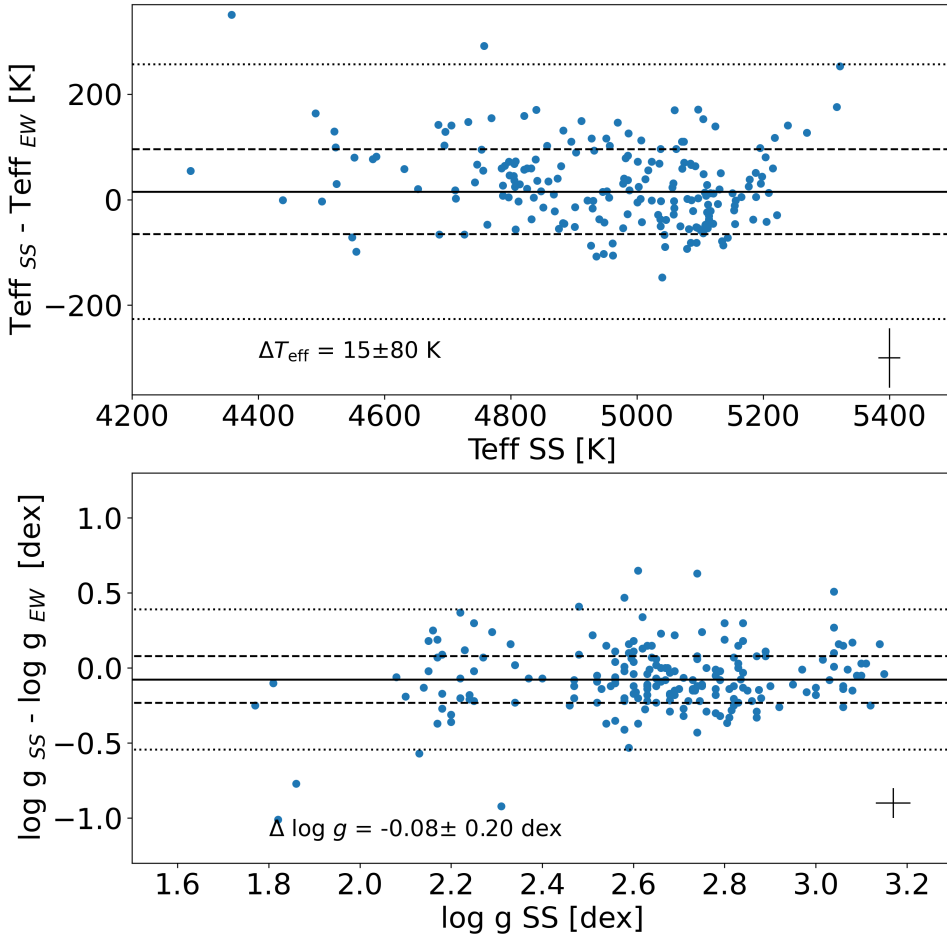


Figura 4.2: Diferencias en el sentido SS-EW de T_{eff} (arriba) y de $\log g$ (abajo) derivadas con ambos métodos en función de los valores de SS. En el gráfico se muestran la diferencia media (línea continua) y los límites de 1σ (líneas discontinuas) y 3σ (líneas de puntos). Las barras de error típicas se muestran en la esquina inferior derecha.

GES DR5. En cambio, sus valores de $\log g$ muestran una buena concordancia con los nuestros. La comparación con *Gaia* DR3 muestra distribuciones más ensanchadas, como es de esperar por las mayores incertidumbres de las mediciones de *Gaia*, debido a su menor resolución y rango espectral. Nuestros valores de T_{eff} y $\log g$ son mayores. La distribución irregular obtenida para las diferencias en $\log g$ refleja la

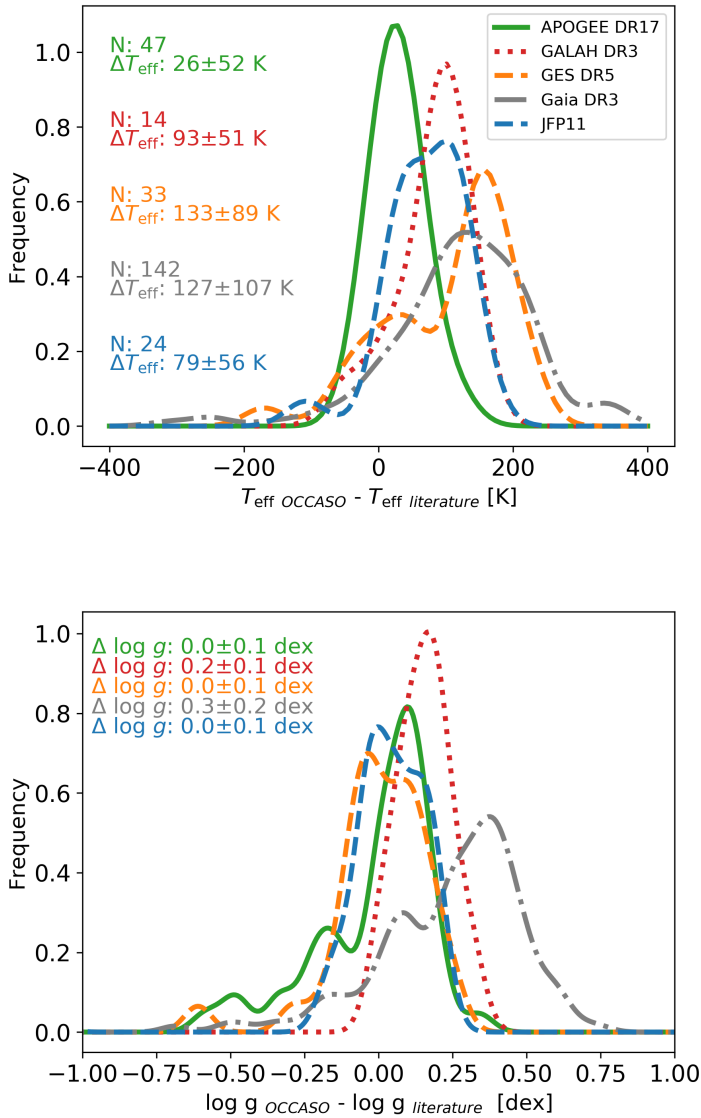


Figura 4.3: Distribución de las diferencias en T_{eff} (arriba), $\log g$ (abajo) entre OCCASO y APOGEE DR17 (verde), GALAH DR3 (rojo), GES DR5 (naranja), Gaia DR3 (gris), y Jacobson et al. (2011, JFP, azul). El histograma está suavizado. Se muestra en el gráfico la media de las diferencias y la desviación estándar.

Tabla 4.2: Diferencias de los parámetros atmosféricos y abundancias para las estrellas en común con la literatura, en el sentido este trabajo - la literatura. Solo consideramos aquellos trabajos con más de diez estrellas en común. APOGEE DR17 (APO), GALAH DR3 (GALAH), GES DR5 (GES), *Gaia* DR3 (*Gaia*), Jacobson et al. (2011) (JPF11). N es el número de estrellas en común con OCCASO por estudio y parámetro.

Parametro	APO	N	GALAH	N	GES	N	<i>Gaia</i>	N	JFP11	N
T_{eff} [K]	26.0±52	49	93.0±51	14	133.0±89	35	127±107	142	79±56	24
$\log g$ [dex]	0.0±0.1	49	0.2±0.1	14	0.0±0.1	35	0.3±0.2	142	0.0±0.1	24
[Fe/H] [dex]	0.0±0.1	49	0.0±0.1	14	0.0±0.1	35	-0.1±0.1	142	0.0±0.1	24
[Mg/Fe] [dex]	0.0±0.1	47	0.0±0.1	14	-0.1±0.1	33	–	–	-0.2±0.1	24
[Si/Fe] [dex]	0.1±0.1	49	-0.1±0.1	14	0.0±0.1	35	–	–	-0.1±0.1	24
[Ca/Fe] [dex]	0.0±0.1	49	-0.1±0.1	14	0.0±0.1	35	–	–	0.1±0.1	24
[Ti/Fe] [dex]	0.1±0.1	49	0.0±0.1	14	0.1±0.2	35	–	–	0.2±0.1	24
[Na/Fe] [dex]	0.1±0.1	47	0.0±0.1	14	0.1±0.1	33	–	–	0.1±0.1	24
[Al/Fe] [dex]	0.2±0.1	47	0.0±0.1	14	0.0±0.1	33	–	–	-0.2±0.1	7
[Sc/Fe] [dex]	–	–	–	–	0.0±0.1	33	–	–	–	–
[V/Fe] [dex]	0.1±0.2	47	-0.1±0.1	12	0.0±0.1	33	–	–	–	–
[Cr/Fe] [dex]	0.0±0.1	49	0.0±0.1	14	0.0±0.1	33	–	–	0.0±0.1	7
[Mn/Fe] [dex]	-0.1±0.1	47	-0.2±0.1	14	0.0±0.1	33	–	–	–	–
[Co/Fe] [dex]	0.0±0.1	47	0.1±0.1	14	0.1±0.2	33	–	–	–	–
[Ni/Fe] [dex]	0.0±0.1	49	0.0±0.2	13	0.0±0.1	35	–	–	0.1±0.1	24
[Cu/Fe] [dex]	–	–	0.0±0.1	14	0.0±0.2	32	–	–	–	–
[Zn/Fe] [dex]	–	–	-0.1±0.2	13	0.0±0.1	33	–	–	–	–
[Y/Fe] [dex]	–	–	-0.2±0.2	14	0.1±0.1	33	–	–	–	–
[Zr/Fe] [dex]	–	–	-0.1±0.1	13	-0.1±0.3	21	–	–	-0.1±0.1	7
[Mo/Fe] [dex]	–	–	–	–	0.0±0.1	31	–	–	–	–
[Ba/Fe] [dex]	–	–	-0.3±0.2	14	0.1±0.1	31	–	–	–	–
[La/Fe] [dex]	–	–	0.1±0.2	14	0.0±0.2	31	–	–	–	–
[Ce/Fe] [dex]	0.1±0.2	47	–	–	0.1±0.2	32	–	–	–	–
[Pr/Fe] [dex]	–	–	–	–	-0.1±0.2	31	–	–	–	–
[Nd/Fe] [dex]	–	–	-0.2±0.0	12	-0.1±0.1	33	–	–	–	–
[Eu/Fe] [dex]	–	–	0.1±0.1	12	0.0±0.1	31	–	–	–	–

Flags de sondeos utilizadas para seleccionar estrellas para la comparación:

APOGEE DR17: ASPCAPFLAG = 0 o 4; GES DR5: SFLAGS \neq SNR, SRP, NIA; GALAH DR3: flag_sp = 0, flag_fe_h = 0; *Gaia* DR3 flags 1-7, 10 y 12 = 0, flag 8 y 9 \leq 1.

mayor dificultad para derivar gravedades a partir de espectroscopía en el pequeño rango de longitudes de onda cubierto por *Gaia*. Cabe decir, que realizamos la

comparación tras aplicar la corrección $\log g$ propuesta por *Gaia* Collaboration et al. (2022a). En el caso de Jacobson et al. (2011), nuestras T_{eff} son ligeramente superiores a las suyas, pero los valores de $\log g$ muestran una buena concordancia. También hemos comparado nuestros valores con los de otros estudios de alta resolución ($R \sim 20\,000$) con menos de 10 estrellas en común con el presente trabajo. No hemos encontrado diferencias sistemáticas claras.

4.1.4 Abundancias químicas

Resultados y comparación entre métodos

A partir de **SS**, determinamos las abundancias de 25 elementos químicos: Fe, Mg, Si, Ca, Ti, Na, Al, Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu. Además, también calculamos mediante **EW** las abundancias para los elementos Fe, Cr, Ni, Ti, Si, Ca y Zn. Estas especies químicas cuentan con un número significativo de líneas sin solapamiento con líneas contiguas y no están afectadas por la estructura hiperfina o isotópica.

Las abundancias se calculan como la media ponderada de las abundancias de cada línea individual. Las incertidumbres de abundancia se calculan como $\frac{\sigma}{\sqrt{n}}$, siendo σ la desviación estándar y n el número de líneas. Tenemos en cuenta el factor de corrección de baja estadística en σ aplicando la ecuación 5 de Roesslein et al. (2007). Cuando solo se mide una línea (Zn, Sr, Zr, Mo y Ce), adoptamos la incertidumbre del ajuste como incertidumbre de abundancia. Las abundancias calculadas por ambos métodos se enumeran en la tabla A.2.

Varias estrellas de nuestra muestra han sido observadas con más de una configuración instrumental. Esto nos sirve para comprobar la consistencia de nuestros resultados. Para las abundancias de Fe, encontramos diferencias medias de 0.03 ± 0.04 dex en **EW**, y 0.02 ± 0.03 dex en **SS**, en buen acuerdo teniendo en cuenta las incertidumbres típicas. La situación es similar para otros elementos. Por lo tanto, en el caso de las estrellas observadas con más de una configuración instrumental, las abundancias finales se calculan como la media ponderada de los valores obtenidos.

La fig. 4.4 muestra la distribución de incertidumbres de los 25 elementos medidos en las estrellas de nuestro catálogo. Para los elementos Fe, Mg, Si, Ca, Ti, Na, Al, Sc, V, Cr, Mn, Co, y Ni, obtenemos incertidumbres medias mejores de 0.05 dex, y precisiones entre 0.05 dex y 0.1 dex para los elementos Cu, Y, Ba, La, Pr, Nd y Eu. Por último, los elementos que tienen precisiones superiores a 0.1 dex son Zn, Sr, Zr, Mo y Ce.

En la fig. 4.5, comparamos las abundancias derivadas de los siete elementos estudiados con los dos métodos. Encontramos una buena concordancia entre ambos, excepto en el caso del Zn, para el cual existe una diferencia sistemática de 0.2 dex. El origen de esta diferencia es desconocido. No se debe al código de transferencia radiativa utilizado en **SS**, ya que obtenemos resultados similares cuando repetimos

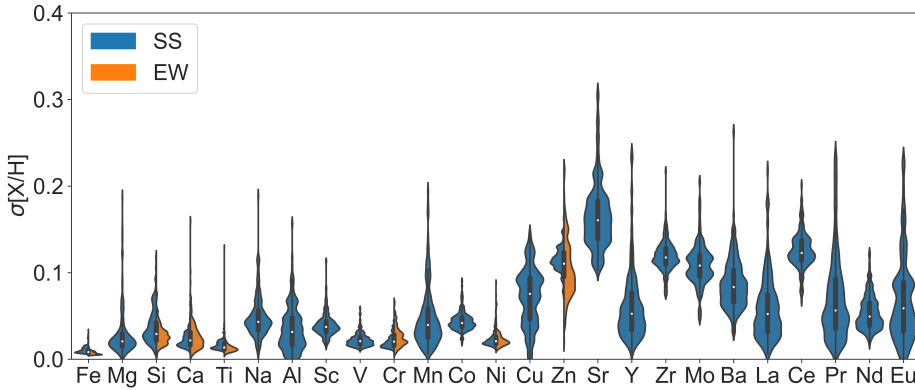


Figura 4.4: Distribución de las incertidumbres de abundancias relativas $[X/H]$ de los 25 elementos químicos derivados con los métodos SS o EW.

el análisis utilizando *Turbospectrum* (Plez 2012). La diferencia media para la abundancia de Fe es de 0.01 dex, con una desviación estándar de 0.04 dex. No aparece la diferencia en abundancia de Fe encontrada en artículo II, 0.07 ± 0.05 dex. Esto puede explicarse por las mejoras en la colocación del continuo implementadas en el artículo IV y el análisis optimizado de EW explicado anteriormente. Cuando la abundancia de un elemento se ha determinado por ambos métodos, evaluamos el número de líneas usadas, el error interno de la abundancia y las diferencias sistemáticas con la literatura para seleccionar qué método consideramos más fiable. Adoptamos, en la mayoría de los casos las abundancias SS, excepto para Fe, Si, Ti, Cr, Ni y Zn, para los que utilizamos las determinaciones EW. La selección entre EW y SS es la utilizada también en la determinación de abundancias solares.

Algunos de los elementos podrían verse afectados por efectos no-LTE, por lo que hemos revisado si estos deben tenerse en cuenta en nuestra muestra, o no. Hemos calculado las correcciones para el Mn y el Co mediante *Spectrum Tools*¹ que hacen uso de los trabajos de Bergemann & Gehren (2008) y Bergemann et al. (2010), respectivamente. Las correcciones están entre -0,02 y 0 dex para el Mn y entre 0,02 y 0,05 dex para el Co. En el caso del Ba hemos revisado las correcciones de Korotin et al. (2015) y deberíamos aplicar correcciones entre -0,08 y 0,02 dex. Como todas ellas están por debajo o dentro del rango de incertidumbre de nuestras medidas, las consideramos no esenciales.

Comparación con la literatura

La tabla 4.2 muestra las diferencias con la bibliografía para los elementos que estudiamos. Al igual que para los parámetros atmosféricos, solo se han incluido los

¹<https://nlte.mpia.de/index.php>

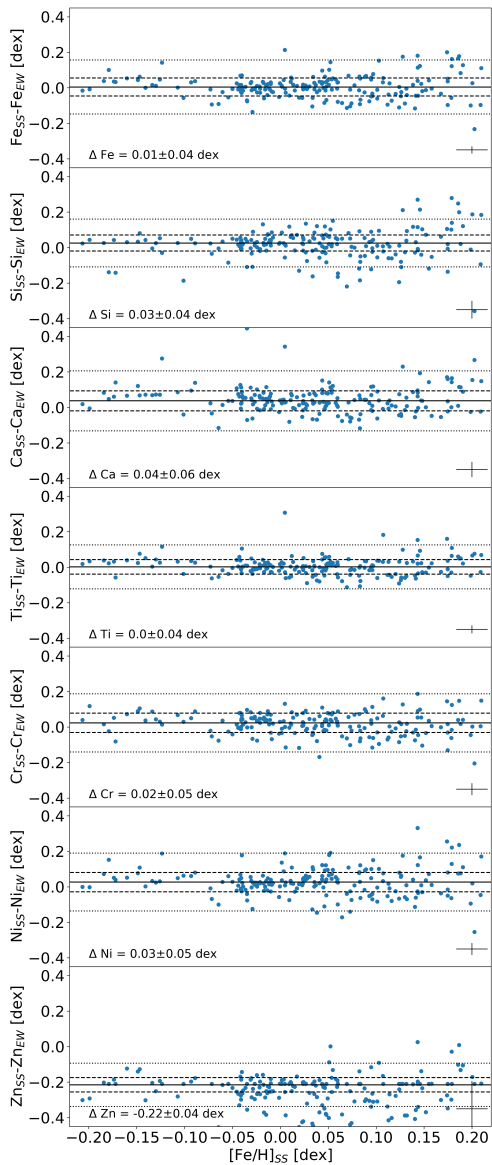


Figura 4.5: Diferencias de las abundancias calculadas con los métodos EW y SS frente a los valores $[Fe/H]$ de SS. En cada panel se muestran las diferencias medias y las desviaciones estándar. En la esquina inferior derecha de cada panel, se representa la incertidumbre media.

estudios con al menos 10 estrellas en común con nuestro catálogo. La comparación con todos los estudios de alta resolución puede encontrarse en las figs. A.4, A.5 y A.6. Para el Fe, existe una excelente concordancia con APOGEE DR17, GES DR5 y GALAH DR3. *Gaia* DR3 muestra una diferencia sistemática de -0.1 ± 0.1 dex. Realizamos esta comparación tras aplicar la corrección en $[\text{Fe}/\text{H}]$ propuesta por *Gaia* Collaboration et al. (2022a). En general, no encontramos diferencias sistemáticas importantes con la literatura para el resto de elementos. La excepción es el Ba en GALAH DR3, para el que encontramos una diferencia de -0.3 dex. Por el contrario que en nuestra determinación de abundancias, en GALAH DR3 se aplican correcciones no-LTE, lo que podría explicar discrepancias de hasta 0.08 dex. Por tanto, la diferencia que encontramos debe proceder de otra fuente.

Abundancias químicas de los cúmulos abiertos

En esta sec. utilizamos las estrellas miembro de los cúmulos (ver artículo IV). Evaluamos las estrellas catalogadas como binarias espectroscópicas en busca de la presencia de líneas espectrales duplicadas, mediante `iSpec`. No encontramos indicios de la estrella secundaria en ninguno de ellos. Por tanto, consideramos estos espectros válidos para el análisis de abundancia, aunque se hayan descartado para el análisis de velocidad radial promedio de los cúmulos (ver tabla A.1).

La abundancia de cada cúmulo se calcula como la media ponderada de las abundancias de sus estrellas miembro. La incertidumbre asociada es la desviación estándar de las abundancias multiplicada por el factor de corrección de estadísticas bajas (mencionado al principio de la sec. 4.1.4). Las abundancias completas de cada cúmulo se listan en la tabla A.5 en el anexo. En la fig. 4.6 mostramos la distribución de las desviaciones estándar para cada elemento. Para los elementos del Fe al Cu, la desviación estándar media es de alrededor de 0.05 dex, y es mayor para los elementos del Zn al Eu. Esto se debe a las mayores incertidumbres en la medida de estos elementos en las estrellas, indicando la homogeneidad química del cúmulo. NGC 6791 presenta las desviaciones estándar más altas debido a la menor S/N con la que se ha observado.

En las figs. 4.7 y 4.8 comparamos nuestras abundancias con estudios de alta resolución ($R > 20\,000$). En general, hay concordancia entre nuestros resultados y la literatura, con diferencias compatibles con las encontradas en la comparación entre estrellas (ver tabla 4.2). La mayor diferencia se observa en NGC 6791, especialmente para el $[\text{Fe}/\text{H}]$, aunque algunos estudios, como GES DR5, son compatibles con OCCASO. Esto ya se encontró en el artículo III. Como ya hemos indicado, NGC 6791, tiene determinaciones de abundancia más inciertas en nuestra muestra.

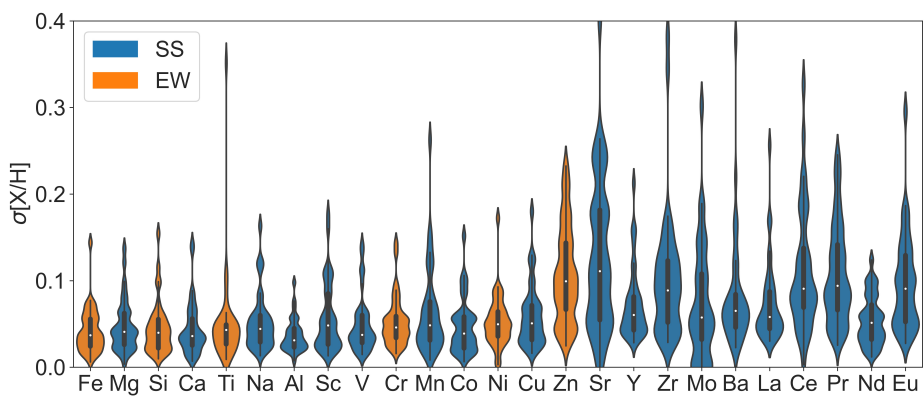


Figura 4.6: Distribución de las desviaciones estándar $[X/H]$ derivadas con los métodos SS (azul) y EW (naranja) para los 36 OCs de la muestra OCCASO.

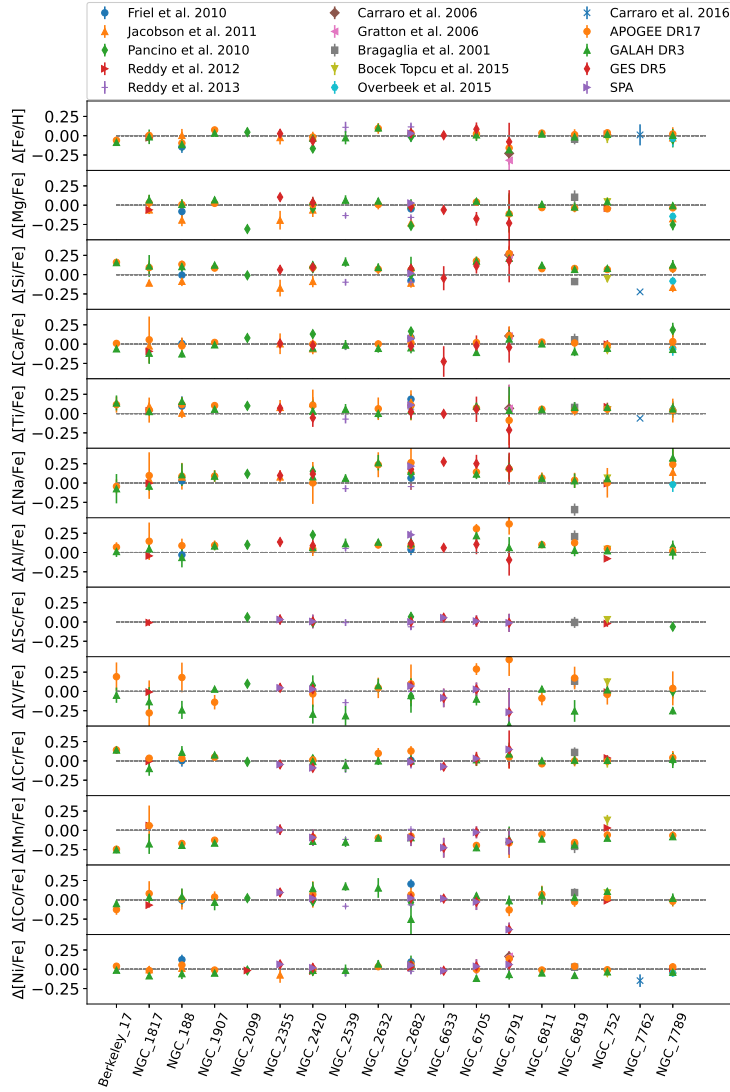


Figura 4.7: Comparación de las abundancias de los OCs de nuestra muestra con la literatura, en el sentido este trabajo - literatura. Para los elementos Fe, Mg, Si, Ce, Ti, Na, Al, Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.

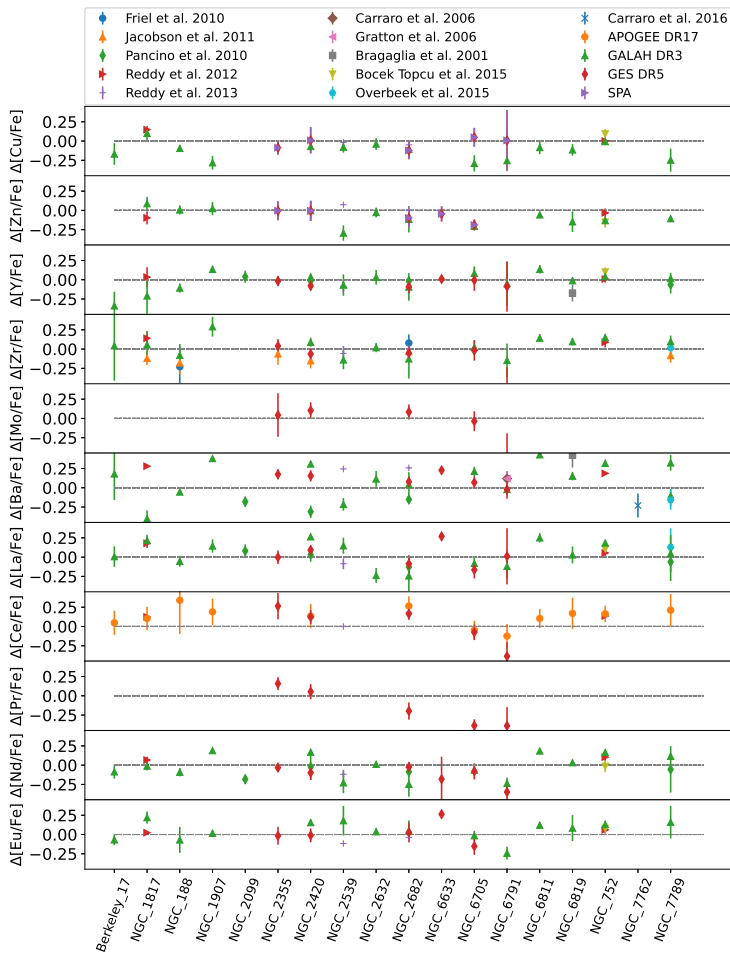


Figura 4.8: Comparación de las abundancias de los OCs de nuestra muestra con la literatura, en el sentido este trabajo - literatura. Para los elementos Cu, Zn, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.

4.2 MEGARA@GTC

4.2.1 Selección de las líneas espectrales

Partimos de la sexta versión de la lista de líneas de GES, al igual que con la muestra de OCCASO, y seleccionamos cuáles son las líneas utilizables a la resolución y rango espectral del instrumento. A partir del espectro final de la estrella Auner 1_3, hemos buscado las líneas de todos los elementos con una profundidad de línea mínima de 0.1 (en flujo normalizado). Utilizamos como referencia esta estrella, ya que es la que hemos medido con mayor S/N. Esta primera lista se ha refinado mediante inspección visual de las líneas, descartando las difíciles de medir por su poca profundidad comparada con el ruido. Además, hemos revisado las abundancias en las seis estrellas analizadas², descartando líneas con abundancias sistemáticamente discrepantes. En la tabla 4.3 mostramos la lista de líneas final. Obtenemos información de los elementos Fe, Ca, Co, Ni, Ba y Eu.

4.2.2 Parámetros atmosféricos

La técnica empleada en el análisis de estos espectros es SS mediante *iSpec*. Al utilizarse un rango espectral pequeño, no se puede conseguir una gran precisión en la medida de temperatura efectiva y gravedad superficial, por lo que estos parámetros los hemos obtenido del catálogo *StarHorse* (Anders et al. 2022). Además, siguiendo el mismo criterio que en el proyecto OCCASO (sec.4.1), consideramos que el ensanchamiento por macroturbulencia es despreciable. Mediante el ajuste de todas las líneas de la tabla 4.3, determinamos los parámetros de metalicidad, microturbulencia, y *v*sin*i*. Mostramos los parámetros atmosféricos en la tabla 4.4.

4.2.3 Abundancias químicas

Una vez determinados los parámetros atmosféricos, calculamos las abundancias de los elementos individuales. Para cada elemento calculamos la abundancia como la media ponderada por los errores de cada línea. También calculamos la incertidumbre asociada a la abundancia como la desviación estándar dividida por la raíz cuadrada del número de líneas. En los casos en que solo se mide una línea por elemento (Co, Ba y Eu), utilizamos la incertidumbre de la línea como incertidumbre del elemento. Mostramos las abundancias químicas en la tabla 4.5. De igual modo que en la muestra OCCASO, calculamos los valores de abundancia relativos al Sol ($[X/H]$), por lo que determinamos las abundancias solares a partir de espectros de cielo tomados durante el crepúsculo. En la tabla 4.6 mostramos los valores obtenidos. Las diferencias que encontramos para algunos elementos con la literatura se deben principalmente a las distintas líneas medidas entre los trabajos,

²De Auner 1_4 solo medimos su velocidad radial por su bajo S/N.

Tabla 4.3: Lista de líneas para gigantes rojas observadas con MEGARA.

Longitud de onda [nm]	Elemento	Longitud de onda [nm]	Elemento
640.80178	Fe I	658.11981	Fe I
641.16481	Fe I	658.63117	Ni I
641.99419	Fe I	659.28914	Fe I
642.13652	Fe I	659.38686	Fe I
643.08439	Fe I	659.75578	Fe I
643.26761	Fe II	660.80194	Fe I
643.90687	Ca I	660.91017	Fe I
645.638	Fe II	660.96749	Fe I
646.9168	Fe I	661.37975	Fe I
647.5624	Fe I	662.49914	Fe I
648.18711	Fe I	663.37535	Fe I
648.27987	Ni I	664.363	Ni I
648.39434	Fe I	664.50925	Eu II
649.37822	Ca I	666.33937	Fe I
649.49786	Fe I	667.79772	Fe I
649.65042	Fe I	670.35663	Fe I
649.68851	Ba II	670.51014	Fe I
649.89337	Fe I	671.03181	Fe I
651.60756	Fe II	672.6666	Fe I
651.83657	Fe I	673.315	Fe I
653.2873	Ni I	673.95202	Fe I
654.62381	Fe I	675.0151	Fe I
656.92173	Fe I	676.7772	Ni I
657.42272	Fe I	677.10345	Co I
657.50161	Fe I	677.23133	Ni I

motivo por el cual calculamos nuestra propia referencia solar analizada con el mismo procedimiento que el de las estrellas en estudio.

Las incertidumbres promedio obtenidas en la abundancia de cada estrella son: 0.04 dex en el Fe, 0.11 dex en el Ca y Ni, 0.61 dex en el Co, 0.37 dex en el Ba y 0.81 dex en el Eu. Para poder estudiar este último elemento con precisión sería necesario obtener observaciones con mayor S/N, y, por tanto, aumentar los tiempos de exposición. Como se describe en la sec. 4.1, la abundancia de cada cúmulo se calcula como la media ponderada de las abundancias de sus estrellas miembro. La incertidumbre asociada es la desviación estándar de las abundancias multiplicada

por el factor de corrección de estadísticas bajas (ver sec. 4.1.4). Las abundancias de cada cúmulo se listan en la tabla 4.7. Las desviaciones estándar promedio que encontramos en los cúmulos son: 0.07 dex para el Fe, 0.16 dex para el Ca y Co, 0.15 dex para el Ba y 0.3 dex para el Eu.

Los valores obtenidos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ son sorprendentemente bajos para la región del disco galáctico en que se encuentran (ver fig. 5.10 en el capítulo 5). No podemos descartar que nuestra medida de la abundancia de Fe esté afectada por algún efecto sistemático. Estos objetos no han sido previamente observados espectroscópicamente, por lo que no podemos establecer una comparación basada en las observaciones que presentamos aquí. Para determinar si existe una diferencia sistemática, o certificar la abundancia que obtenemos, vamos a solicitar observaciones con GTC de cúmulos cercanos observados también en OCCASO. Además, analizaremos con el mismo método varias estrellas *Gaia FGK benchmark stars* (Jofré et al. 2014) observadas tanto en OCCASO como en el proyecto MEGASTAR (Mollá et al. 2023) con MEGARA.

Tabla 4.4: Parámetros atmosféricos de las estrellas observadas con MEGARA.

Nombre	Cúmulo	GDR3 source ID	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	[M/H] [dex]	v_{mic} [km s ⁻¹]	$v \sin i$ [km s ⁻¹]
Auner 1_1	Auner 1	2932568798878070528	4997.23	3.05	-0.62 ± 0.11	1.3 ± 0.57	6.87 ± 5.58
Auner 1_2	Auner 1	2932568798878070016	4930.47	3.1	-0.59 ± 0.11	1.3 ± 0.49	4.17 ± 6.74
Auner 1_3	Auner 1	2932568798878086608	4844.94	1.54	-0.45 ± 0.11	1.29 ± 0.22	5.5 ± 1.96
Berkeley 102_1	Berkeley 102	1997853073387207296	4805.91	2.46	-0.69 ± 0.11	1.66 ± 0.28	0.08 ± 5.26
Berkeley 102_2	Berkeley 102	1997853142105532288	4943.74	2.65	-0.63 ± 0.11	1.77 ± 0.29	2.79 ± 4.62
Berkeley 102_3	Berkeley 102	1997853073386056320	4923.2	2.4	-0.55 ± 0.14	1.48 ± 0.32	0.0 ± 0.0

Tabla 4.5: Abundancias químicas relativas al Sol de las estrellas observadas en el disco externo.

Nombre	[Fe/H] [dex]	[Ca/Fe] [dex]	[Co/Fe] [dex]	[Ni/Fe] [dex]	[Ba/Fe] [dex]	[Eu/Fe] [dex]
Auner 1_1	-0.6 ± 0.05	-0.1 ± 0.25	0.13 ± 1.27	-0.05 ± 0.06	0.09 ± 1.7	-
Auner 1_2	-0.61 ± 0.03	0.05 ± 0.06	0.35 ± 0.71	0.08 ± 0.13	0.37 ± 1.07	-
Auner 1_3	-0.46 ± 0.03	0.38 ± 0.11	0.08 ± 0.28	-0.01 ± 0.11	0.27 ± 0.51	-
Berkeley 102_1	-0.7 ± 0.04	-0.04 ± 0.13	0.19 ± 0.29	-0.03 ± 0.12	0.27 ± 0.84	0.41 ± 0.66
Berkeley 102_2	-0.59 ± 0.04	0.22 ± 0.05	0.14 ± 0.61	-0.02 ± 0.11	0.58 ± 0.5	0.27 ± 0.55
Berkeley 102_3	-0.54 ± 0.04	0.12 ± 0.06	0.16 ± 0.51	0.08 ± 0.14	0.67 ± 0.47	-0.28 ± 1.21

Tabla 4.6: Abundancias solares calculadas en este trabajo para espectros obtenidos con MEGARA, comparadas con Grevesse et al. (2007, GAS07) y Asplund et al. (2009, AGS09).

Elemento	Este trabajo	GAS07	AGS09
Fe I	7.43±0.01	7.45±0.05	7.50 ±0.04
Ca I	6.16±0.02	6.31±0.04	6.34 ±0.04
Co I	4.81±0.04	4.92±0.08	4.99 ±0.07
Ni I	6.19±0.03	6.23±0.04	6.22 ±0.04
Ba II	2.20±0.05	2.17±0.07	2.18 ±0.09
Eu II	0.67±0.06	0.52±0.06	0.52±0.04

Tabla 4.7: Abundancias químicas relativas al Sol expresadas en dex de los cúmulos Auner 1 y Berkeley 102.

Cúmulo	[Fe/H] [dex]	[Ca/Fe] [dex]	[Co/Fe] [dex]	[Ni/Fe] [dex]	[Ba/Fe] [dex]	[Eu/Fe] [dex]
Auner 1	-0.55 ± 0.06	0.12 ± 0.2	0.11 ± 0.12	-0.02 ± 0.05	0.27 ± 0.12	-
Berkeley 102	-0.60 ± 0.07	0.15 ± 0.11	0.18 ± 0.02	0.00 ± 0.05	0.58 ± 0.17	0.26 ± 0.30

4.3 Conclusiones

Calculamos los parámetros atmosféricos y abundancias químicas de 25 elementos en espectros de 194 estrellas pertenecientes a 36 OCs. Para ello empleamos dos métodos de análisis: anchura equivalente y síntesis espectral. Utilizamos en ambos casos sexta versión de la lista de líneas GES (Heiter et al. 2021) y seleccionamos las idóneas para nuestro tipo de estrella. Comparamos tanto los valores obtenidos mediante ambas técnicas, como nuestros resultados con los de la literatura:

- Obtenemos valores de T_{eff} y $\log g$ compatibles entre métodos. Al comparar T_{eff} y $\log g$ con la literatura obtenemos una muy buena concordancia con APOGEE en ambos parámetros, y valores ligeramente superiores a los de GALAH y *Gaia* DR3. Las comparaciones con este último catálogo muestran una distribución más ensanchada debido a la menor resolución y el rango espectral del instrumento RVS de *Gaia*. Encontramos una distribución bimodal en temperatura al comparar nuestros resultados con los de GES, y una buena concordancia en $\log g$.

- Al comparar los valores de abundancia entre métodos, obtenemos un muy buen acuerdo en los elementos Fe, Si, Ca, Ti, Cr y Ni, y una diferencia sistemática de origen desconocido de 0.2 dex en el Zn .
- Obtenemos incertidumbres medias por estrella mejores de 0.05 dex para los elementos Fe, Mg, Si, Ca, Ti, Na, Al, Sc, V, Cr, Mn, Co, y Ni, y precisiones entre 0.05 dex y 0.1 dex para los elementos Cu, Y, Ba, La, Pr, Nd y Eu. Por último, los elementos que tienen precisiones superiores a 0.1 dex son Zn, Sr, Zr, Mo y Ce.
- La desviación estándar media por cúmulo es inferior a 0.05 dex para los elementos Fe, Mg, Si, Ca, Ti, Na, Al, Sc, V, Cr, Mn, Co, y Ni. Los demás elementos tienen desviaciones estándar entre 0.05 y 0.1 dex, salvo el Sr, con desviación estándar media ligeramente superior a 0.1 dex. Las desviaciones estándar de los cúmulos son coherentes con las incertidumbres de abundancia en cada estrella, lo que implica la homogeneidad química de las estrellas de cada cúmulo.
- Al comparar nuestros resultados de abundancia con la literatura, encontramos un buen acuerdo tanto en las comparaciones estrella a estrella como en las comparaciones cúmulo a cúmulo.
- En las observaciones realizadas con MEGARA obtenemos abundancias para los elementos Fe, Ca, Co, Ni, Ba, y Eu. Las incertidumbres medias por estrella son 0.04 dex en el Fe, 0.11 dex en el Ca y Ni, 0.61 dex en el Co, 0.37 dex en el Ba y 0.81 dex en el Eu. El elemento que se ha medido con menor precisión es el Eu. Para poderlo estudiar con precisión sería necesario obtener observaciones con mayor S/N, y, por tanto, aumentar los tiempos de exposición.
- Las desviaciones estándar por cúmulo son 0.07 dex para el Fe, 0.16 dex para el Ca y Co, 0.15 dex para el Ba y 0.3 dex para el Eu.

Capítulo 5

Abundancia química en el disco galáctico

En este capítulo utilizamos las abundancias promedio de los OCs calculadas en el capítulo 4, en combinación con las posiciones y edades de Cantat-Gaudin et al. (2020), y los parámetros orbitales derivados en el capítulo 3 para investigar las dependencias de las abundancias químicas en el disco galáctico. Esto lo hacemos tanto con los OCs estudiados en OCCASO y OCCASO+ como con aquellos observados con MEGARA (aunque en la interpretación de los valores de esta última muestra, deben tenerse en cuenta las precauciones descritas en el capítulo 4). Estudiamos los patrones de abundancia (dependencia entre $[X/Fe]$ con $[Fe/H]$) en la sec. 5.1; la dependencia entre abundancia y edad en la sec. 5.2; los gradientes radiales de abundancia en la sec. 5.3; la dependencia de los gradientes radiales con la edad en la sec. 5.4; el gradiente azimutal en la sec. 5.5, y la dependencia con la altura máxima sobre el plano galáctico en la sec. 5.6.

OCCASO proporciona abundancias de alta precisión derivadas homogéneamente, pero está limitado en radio galactocéntrico, $R_{GC} < 11.7$ kpc, y azimut galáctico, $\phi < -10$, (fig. 2.1) debido a las capacidades de los telescopios/instrumentos utilizados y por su situación geográfica. Para ampliar la cobertura espacial, construimos OCCASO+ añadiendo OCs de sondeos de alta resolución ($R > 20000$): GES DR5 (Magrini et al. 2022), APOGEE DR17 (Myers et al. 2022) y GALAH DR3 (Spina et al. 2021). Las muestras de OCCASO y GES se complementan entre sí debido a sus resoluciones espectrales y cobertura de longitudes de onda similares. Además, cada una abarca un hemisferio distinto, por lo que se estudian diferentes azimuts galácticos. APOGEE DR17 cubre $0 \leq \phi \leq 30$ con $R_{GC} > 11$ kpc, región no estudiada por OCCASO debido a su límite en magnitud.

En todos los casos, seleccionamos cúmulos que tienen un mínimo de cuatro

estrellas estudiadas en la etapa RC. Para aquellos OCs observados por más de un sondeo, priorizamos los resultados con mayor resolución en la siguiente secuencia: OCCASO, GES-UVES y APOGEE. Debido al pequeño número de sistemas muestreados por GALAH, solo los seleccionamos si no han sido observados por ninguno de los otros. Descartamos las abundancias de V y Co de APOGEE (Myers et al. 2022) debido a sus grandes incertidumbres en comparación con OCCASO. Detallamos los elementos utilizados de cada muestra en la tabla A.6. En total, OCCASO+ contiene 99 OCs: 36 de OCCASO, 40 de GES DR5, 19 de APOGEE DR17 y 4 de GALAH DR3 (fig. 2.1).

Con el propósito de detectar diferencias sistemáticas entre las muestras que conforman OCCASO+, hemos analizado las estrellas en común con OCCASO. No encontramos ninguna dependencia de las abundancias con los parámetros atmosféricos o $[\text{Fe}/\text{H}]$ (ver capítulo 4). Lo que encontramos son pequeños puntos cero en los valores de abundancia, que hemos corregido tomando como referencia OCCASO para que todos estén en la misma escala. La forma en que se ha seleccionado OCCASO+ la convierte en la muestra más completa de OCs con abundancias precisas basada en estrellas del RC. En las siguientes secciones, analizamos diferentes dependencias de abundancia química del disco galáctico tanto con la muestra original de OCCASO como con la de OCCASO+.

5.1 Abundancia respecto a $[\text{Fe}/\text{H}]$

En las figs. 5.1, 5.2, 5.3 y 5.4 representamos las relaciones de abundancia $[\text{X}/\text{Fe}]$ frente a $[\text{Fe}/\text{H}]$ para OCCASO (círculos), el resto de las muestras que conforman OCCASO+ (triángulos) y los cúmulos observados con MEGARA (cuadrados), codificadas por colores en función de la edad. Para facilitar la interpretación, los diferentes elementos están ordenados por su grupo de nucleosíntesis.

Elementos α

Todos los elementos α (Mg, Si, Ca y Ti) presentan una dependencia ligeramente decreciente con la metalicidad, que es más clara para OCCASO+, ya que cubre un rango $[\text{Fe}/\text{H}]$ mayor (fig. 5.1). Como describimos en el capítulo 1, los elementos α se producen principalmente en CCS en escalas de tiempo cortas en comparación con las de formación del Fe, principalmente en SNe Ia. Los objetos con abundancias de Fe bajas pueden haberse formado en etapas más tempranas de la evolución de la Galaxia o en regiones más externas del disco, donde la formación estelar ha sido más tardía. Esto hace que tengan un mayor enriquecimiento de elementos α que de Fe. En consecuencia, los objetos con abundancias de Fe más altas tendrán abundancias relativas $[\alpha/\text{Fe}]$ más bajas.

Dado que estudiamos cúmulos a diferentes R_{GC} , la dependencia entre $[\alpha/\text{Fe}]$ y $[\text{Fe}/\text{H}]$ está más relacionada con la diferencia en radio galactocéntrico, que con la

5.1. Abundancia respecto a $[\text{Fe}/\text{H}]$

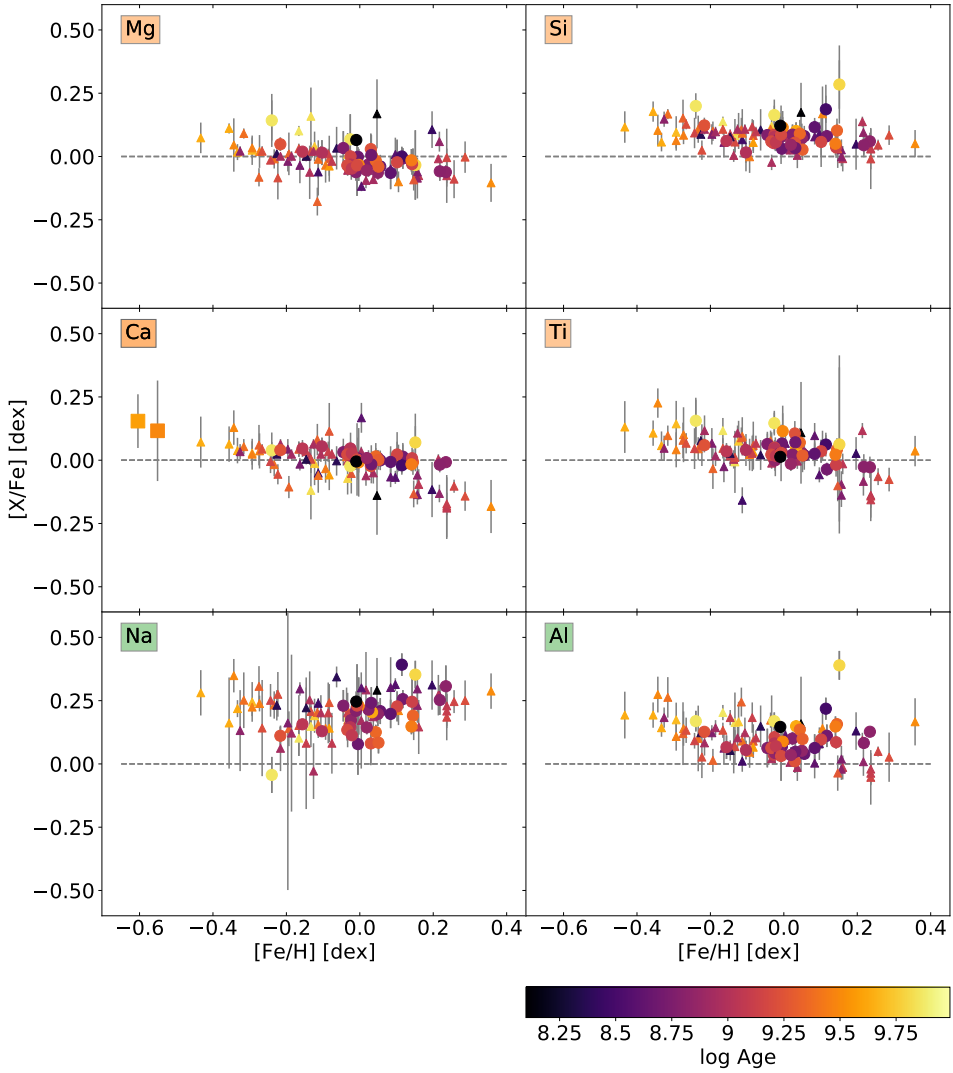


Figura 5.1: Relaciones de abundancia $[\text{X}/\text{Fe}]$ en función de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para la muestra OCCASO (círculos), el resto de las muestras que conforman OCCASO+ (triángulos) y los cúmulos observados con MEGARA (cuadrados), codificadas por colores según la edad de los OCs. El color en el nombre del elemento indica el grupo nucleosintético: α (naranja), odd-Z (verde), pico del Fe (azul) y captura neutrónica (rosa). Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.

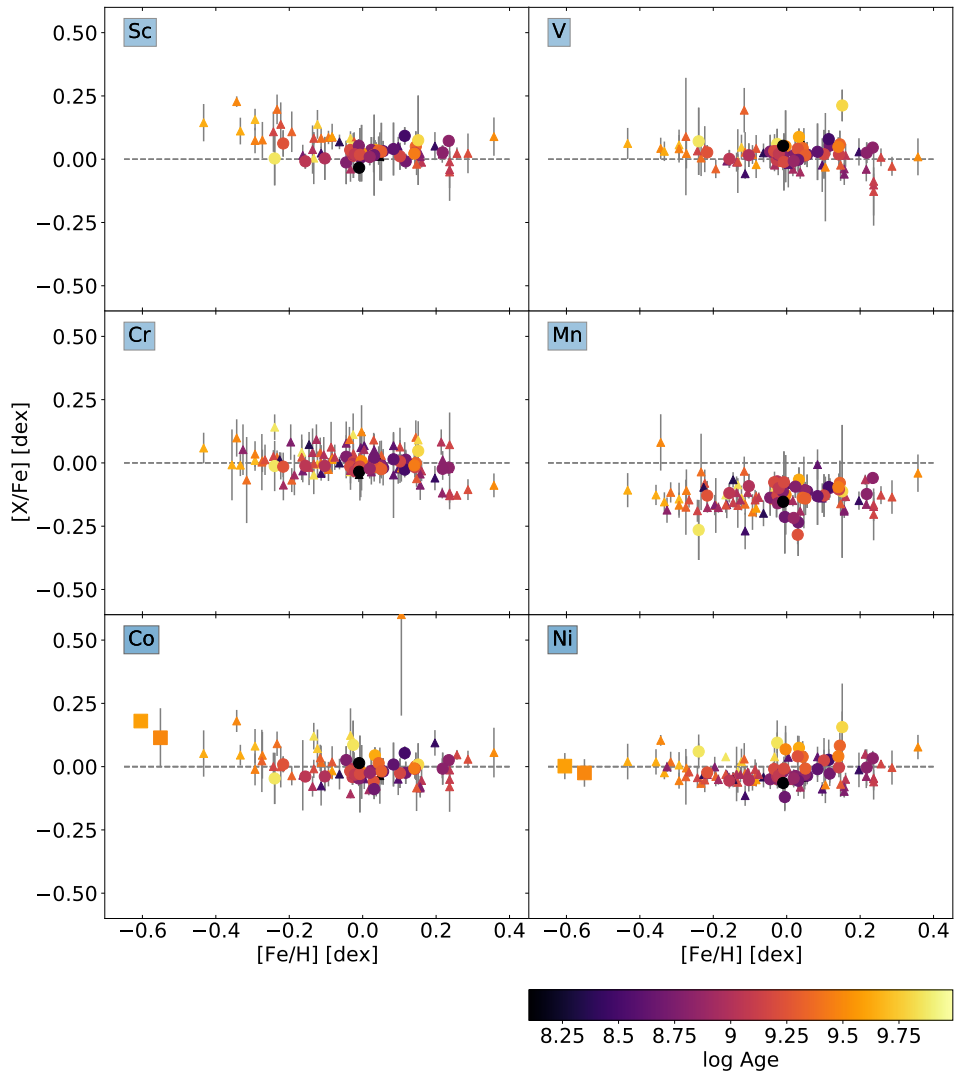


Figura 5.2: Igual que la fig. 5.1 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.

5.1. Abundancia respecto a $[\text{Fe}/\text{H}]$

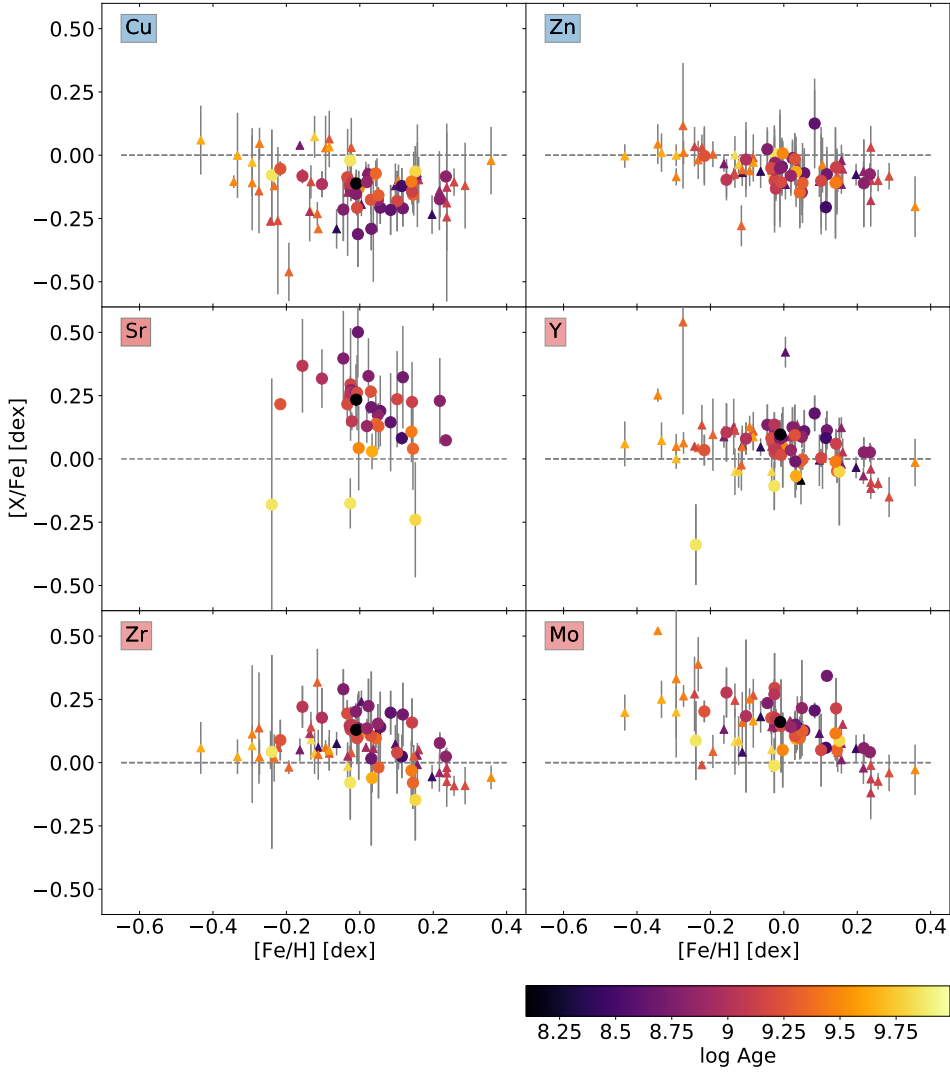


Figura 5.3: Igual que la fig. 5.1 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo.

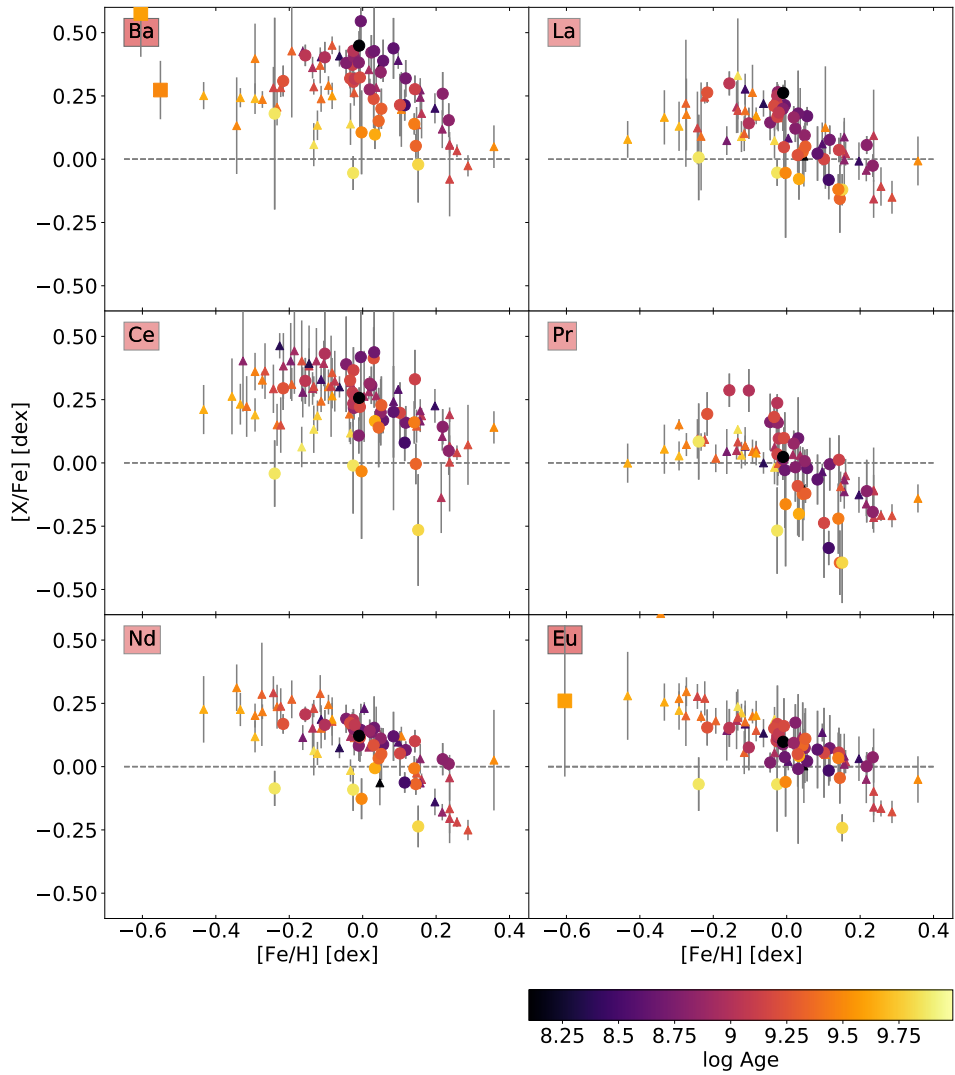


Figura 5.4: Igual que la fig. 5.1 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.

diferencia en edad. Además, no encontramos una dependencia clara edad- $[\text{Fe}/\text{H}]$, como puede verse en la fig.5.1, ya que no se observa correlación entre edad y $[\text{Fe}/\text{H}]$ (codificada por colores). En la literatura también se ha encontrado la ausencia de esta dependencia (p. ej., Carrera & Pancino 2011). Las pendientes de los elementos α pueden ser diferentes entre sí debido a las cadenas específicas de nucleosíntesis que los producen. (p. ej., Magrini et al. 2017). Los cúmulos estudiados con MEGARA tienen valores en torno a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.6$ proporcionando información en una región que no está explorada por OCCASO+. Los valores de Ca son altos, lo que confirma el aumento relativo de estos elementos respecto al Fe a metalicidades bajas.

Elementos de Z impar

Los elementos de Z impar (Na y Al) parecen mostrar una ligera dependencia decreciente en metalicidades subsolares hasta $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.2$ (fig. 5.1). Aunque tiene grandes incertidumbres, la abundancia de Na parece aumentar a metalicidades supersolares, mientras que la dependencia del Al se mantiene plana. Como se describe en el capítulo 1, estos elementos son producidos por estrellas masivas y AGB, pero el Na también se sintetiza en gigantes rojas, y los efectos de mezcla entre capas llevan el Na a la superficie (Smiljanic et al. 2016; Lagarde et al. 2012). El proceso es más importante en las gigantes rojas masivas, por lo que el Na puede mostrar abundancias mayores en los OCs jóvenes (véase la sec. 5.2).

Elementos del pico del Fe

Es probable que los elementos del pico del Fe (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn) se produzcan por procesos de nucleosíntesis diferentes (figs. 5.2 y 5.3). Por un lado, se cree que Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni se producen mediante los mismos procesos que Fe (Kobayashi et al. 2020), con una dependencia generalmente plana. Sin embargo, el Sc y el Co tienen leves pendientes decrecientes, en función de $[\text{Fe}/\text{H}]$, a metalicidades bajas, de igual forma que en el Al. En los cúmulos estudiados con MEGARA encontramos que esta dependencia continúa en el Co a metalicidades bajas. Por otro lado, la nucleosíntesis de los elementos Cu y Zn es objeto de debate (Bisterzo et al. 2005; Romano & Matteucci 2007; Prantzos et al. 2018; Kobayashi et al. 2020). Los diferentes procesos sugeridos relacionan su formación con estrellas masivas. El Cu tiene una mayor dispersión para cada R_{GC} , que puede atribuirse a mayores desviaciones estándar en la abundancia por cúmulo. Esto dificulta sacar conclusiones de este elemento. Sin embargo, el Zn parece mostrar una dependencia decreciente con la abundancia de Fe, que podría ser compatible con que se forme en estrellas masivas. Berkeley 102 y Aumer 1 tienen valores compatibles con la dependencia plana del Ni, confirmando a metalicidades bajas que el Ni y el Fe tienen el mismo comportamiento.

Elementos de captura neutrónica

Los elementos de captura neutrónica (Sr, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu) presentan mayores dispersiones que los demás, sobre todo debido a su dependencia con la edad (véase la sec. 5.2), y también debido a su mayor incertidumbre en la abundancia de los OCs (figs. 5.3 y 5.4). Como se describe en el capítulo 1, estos elementos se producen mayoritariamente mediante procesos s y r, con diferentes contribuciones relativas de ambos mecanismos, desde el Sr sintetizado casi enteramente por proceso s hasta el Eu sintetizado casi por completo mediante proceso r.

Y, Zr, Ba y Ce (figs. 5.3 y 5.4) tienen una ligera dependencia creciente con $[\text{Fe}/\text{H}]$, alcanzando su máximo a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0$ dex, para disminuir de nuevo de forma más abrupta a abundancias mayores de $[\text{Fe}/\text{H}]$. El Mo no tiene un máximo claro, pero la pendiente parece hacerse más pronunciada a metalicidades altas (fig. 5.3). El cambio de pendiente se produce en torno a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.2$ dex para el La (fig. 5.4), mientras que en el Pr no es fácil estimar la posición del máximo en nuestra muestra, ya que encontramos una alta dispersión en los cúmulos con $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ (fig. 5.4). La disminución a metalicidades altas que encontramos para los elementos mencionados, se debe a que a medida que aumenta $[\text{Fe}/\text{H}]$, disminuye la proporción de neutrones respecto al Fe en las estrellas AGB. Como resultado, se produce una menor cantidad de elementos por proceso s. (Gallino et al. 2006; Cristallo et al. 2009; Karakas & Lattanzio 2014).

El Nd y Eu tienen dependencias decrecientes con $[\text{Fe}/\text{H}]$ más pronunciadas y continuas, en comparación con los otros elementos de captura neutrónica y los elementos α estudiados en este trabajo. El comportamiento diferente del Eu es el esperable por su formación por proceso r. El Nd presenta un comportamiento más parecido al del Eu que al de elementos producidos principalmente por proceso s (como Ba, La o Ce). Esto puede deberse a su porcentaje de producción por proceso r, que es de un 38 % según Prantzos et al. (2020). En los cúmulos estudiados con MEGARA, los valores de Ba y Eu son los esperables, con la salvedad del alto valor de $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ en Berkeley 102.

Comparación con la literatura

Los patrones de abundancia obtenidos son, en general, compatibles con los reportados previamente en la literatura para estrellas de disco delgado (p.ej., Adibekyan et al. 2012; Delgado Mena et al. 2017, 2019; Mikolaitis et al. 2019; Tautvaišienė et al. 2021). Sin embargo, el incremento de $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ con $[\text{Fe}/\text{H}]$ encontrado en otros trabajos (p. ej., Adibekyan et al. 2012; Mikolaitis et al. 2019) no se observa en nuestro caso. También detectamos diferencias en la abundancia máxima de los elementos de captura neutrónica en comparación con lo indicado en la literatura. Mientras que Delgado Mena et al. (2017) encuentran el máximo en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0$ dex para Sr, Y, Zr, Ba y Ce, de forma similar a nosotros, Tautvaišienė

et al. (2021) lo encuentran alrededor de -0.2 dex para Ba, La y Ce, coincidiendo con nuestro valor solo para el La. En general, para los modelos de evolución química galáctica de una zona (p. ej., Bisterzo et al. 2017; Prantzos et al. 2018; Kobayashi et al. 2020), el máximo se predice en abundancias de Fe inferiores a las observadas en este trabajo. En especial, Prantzos et al. (2018) encuentran este máximo en valores de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ dex, muy inferiores a nuestros resultados. También se ha destacado esta discrepancia con los modelos en Tautvaišienė et al. (2021) con sus resultados en el estudio de estrellas de campo.

5.2 Dependencia de la abundancia con la edad

Mostramos la dependencia de los diferentes elementos con la edad en las figs. 5.5, 5.6, 5.7 y 5.8, donde los OCs están codificados por colores según su abundancia de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Para cada elemento, llevamos a cabo un ajuste lineal para cuantificar su dependencia con la edad. Estos ajustes se realizaron por el mismo método que en Anders et al. (2017), utilizando un algoritmo de máxima verosimilitud como primera conjetura, para después calcular el ajuste y su incertidumbre mediante Markov-Chain Monte-Carlo (MCMC). Utilizamos el paquete `Python emcee` (Foreman-Mackey et al. 2013). Los resultados de todos los ajustes se enumeran en la tabla A.7. Los mejores ajustes para OCCASO y OCCASO+ se representan en las correspondientes figuras, con líneas verdes y negras, respectivamente. No se utilizan los cúmulos observados con MEGARA para el ajuste. En los elementos estudiados en este trabajo encontramos dependencias con la edad más o menos importantes en función del grupo de nucleosíntesis al que pertenezcan.

Elementos α

Obtenemos pendientes positivas para los elementos α : Si, Mg y Ti (fig. 5.5), lo cual se ha reportado en la literatura estudiando estrellas de campo (p. ej., Delgado Mena et al. 2019). Además, encontramos mayores niveles de Mg y Si en varios OCs jóvenes del disco interno con edades comprendidas entre 0.1 y 0.7 Ga. Concretamente, se observan valores elevados de Mg en los OCs NGC 6067, NGC 6259 y UBC 3, y en los OCs NGC 6067 y NGC 6705 se encuentran niveles altos de Si. En la literatura, se encontró que el cúmulo NGC 6705 tiene alta abundancia de elementos α (Magrini et al. 2014; Casamiquela et al. 2018) y se consideró como un OC peculiar. En Casamiquela et al. (2018) se analizaron 8 de las 12 estrellas que estudiamos en este trabajo. Hasta donde sabemos, es la primera vez que se encuentra que NGC 6705 pertenece a un grupo de cúmulos con alto contenido en elementos α en el disco interno. Los cúmulos observados con MEGARA tienen valores de Ca más altos que los demás debido a su menor abundancia de $[\text{Fe}/\text{H}]$.

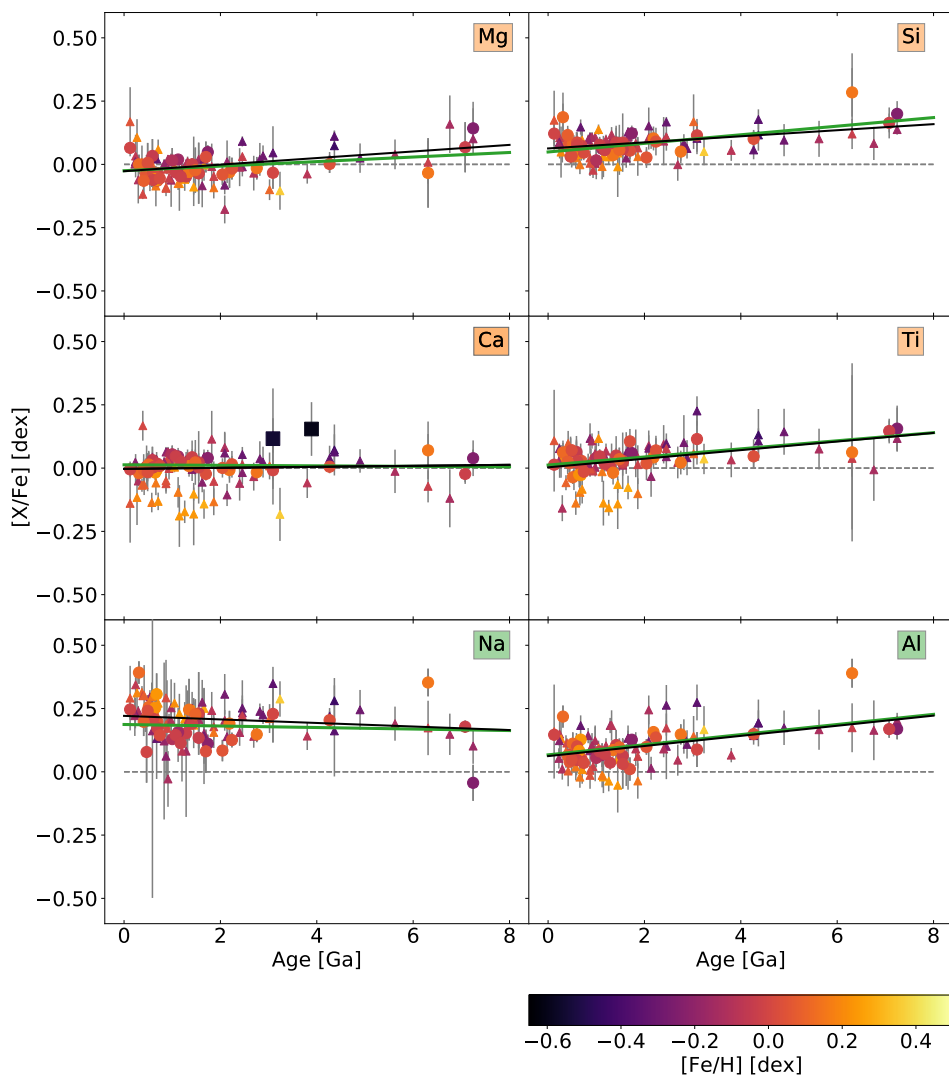


Figura 5.5: Relaciones $[X/Fe]$ vs. edad, codificadas por colores en función de $[Fe/H]$. Los símbolos y paneles son equivalentes a los de la fig. 5.1. Se representan los mejores ajustes para OCCASO (verde) y OCCASO+ (negro), respectivamente. Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.

5.2. Dependencia de la abundancia con la edad

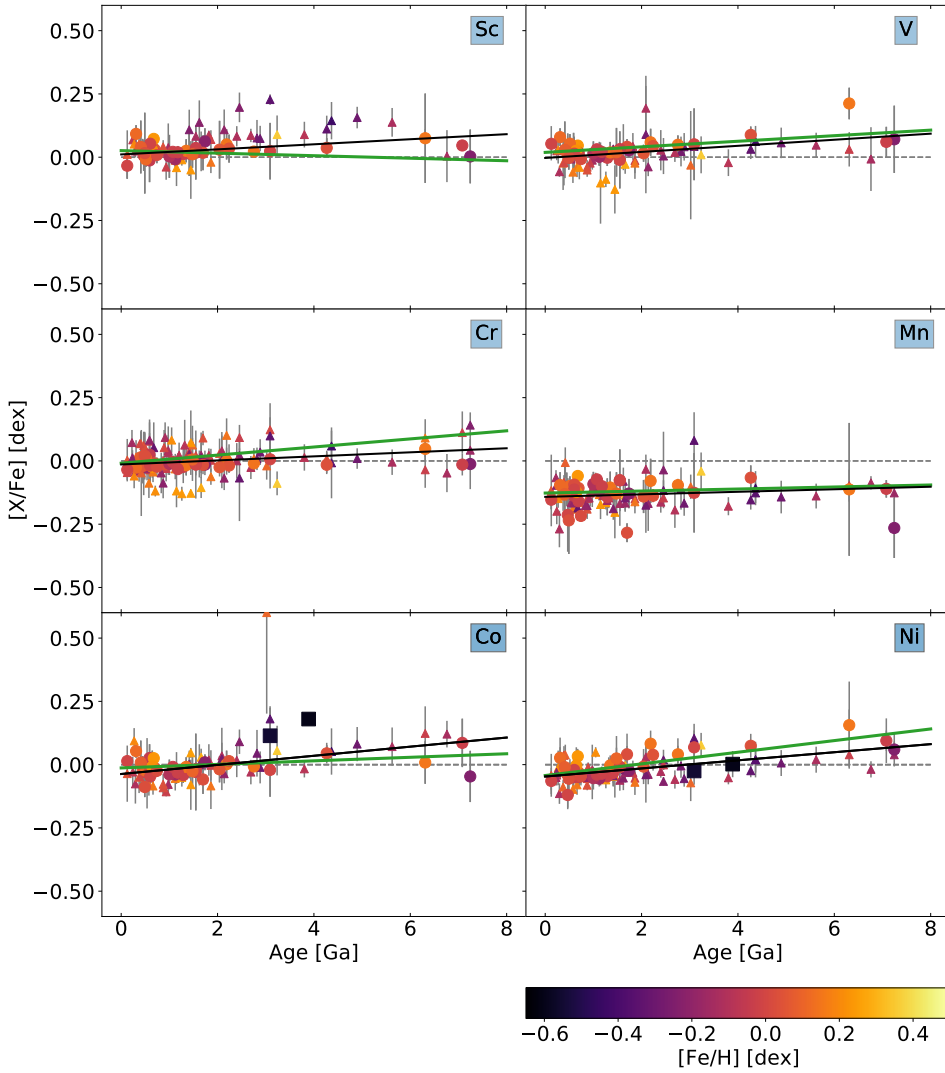


Figura 5.6: Igual que la fig. 5.5 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.

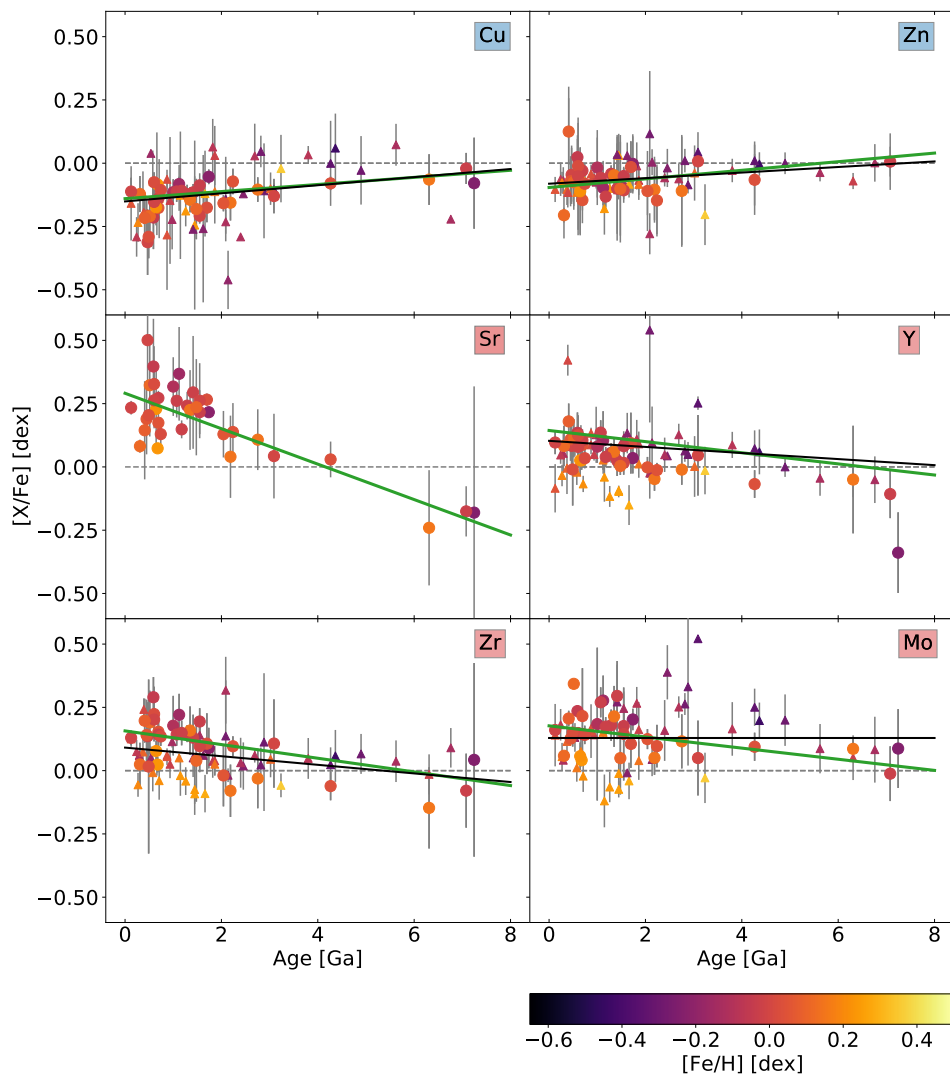


Figura 5.7: Igual que la fig. 5.5 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo.

5.2. Dependencia de la abundancia con la edad

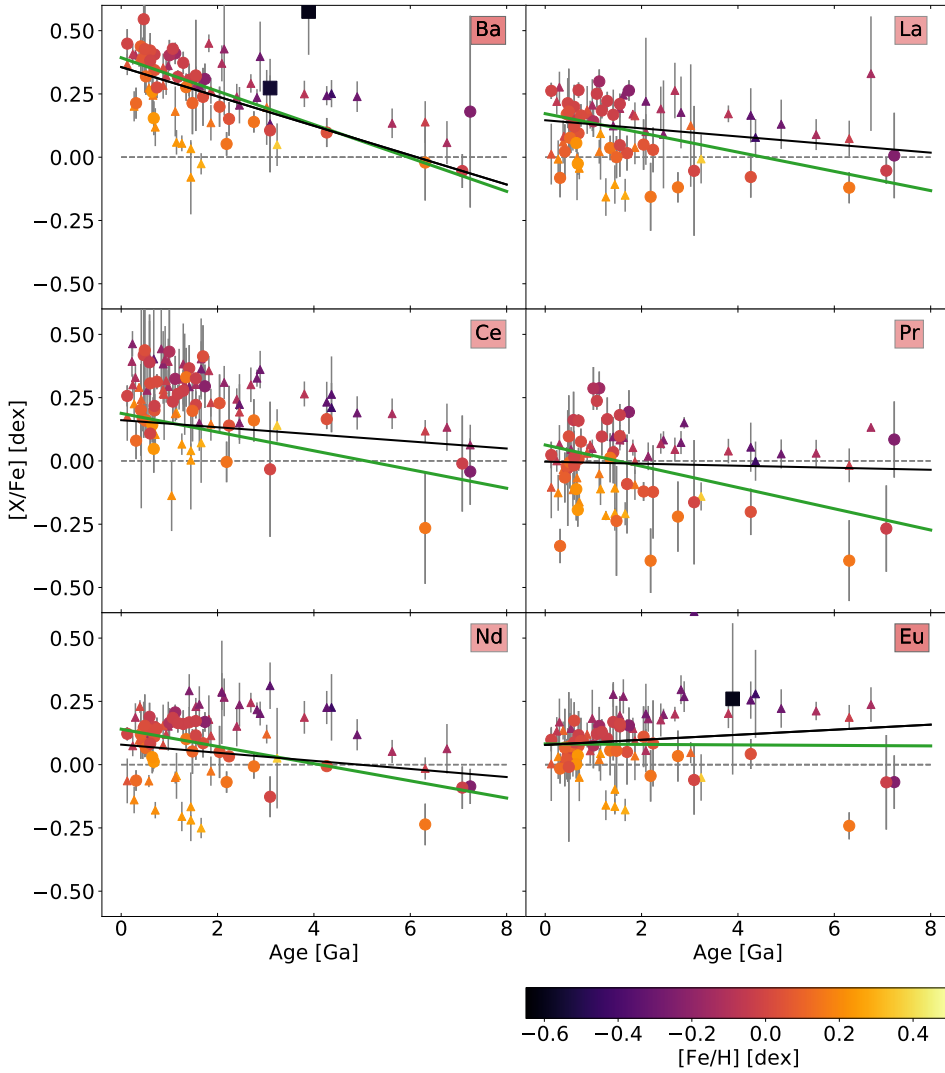


Figura 5.8: Igual que la fig. 5.5 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.

Elementos Z impar

Los dos elementos de Z impar, Na y Al tienen comportamientos diferentes entre ellos (fig. 5.5). El Al tiene una dependencia general creciente, coherente con los resultados de Delgado Mena et al. (2019). En el Na se observa un ligero decrecimiento a edades tempranas, hasta ~ 1.8 Ga, y una meseta para edades más avanzadas. La pendiente en el Na encontrada a edades jóvenes puede explicarse por el hecho de que las atmósferas de las estrellas gigantes rojas masivas ($1.5\text{--}2 M_{\odot}$) están contaminadas tras el primer dragado debido a la mezcla entre las capas de la estrella (Smiljanic et al. 2016; Lagarde et al. 2012). Como consecuencia, los OCs más jóvenes que $\sim 1.2\text{--}2.5$ Ga pueden tener mayores valores de Na (véase también Casamiquela et al. 2020).

Elementos del pico del Fe

Los elementos del pico del Fe presentan cierta variabilidad en sus dependencias en función de la edad (figs. 5.6 y 5.7), siendo parte de ellos positivos en ambas muestras, en particular V, Co, Ni, Cu y Zn. Mikolaitis et al. (2019) también encuentran pendientes positivas claras para Co y Ni en concordancia con las nuestras, pero hallan una dependencia negativa para Cu y Mn, en contraste con nuestros resultados. Por otro lado, Delgado Mena et al. (2019) informan de pendientes similares a las nuestras en Cu y Zn. Los cúmulos observados con MEGARA tienen valores de Ni y Co compatibles con los demás OCs.

Elementos de captura neutrónica

Se espera que los elementos de captura neutrónica principalmente producidos por proceso s muestren una alta dependencia decreciente con la edad, mientras que se prevé que los producidos de forma mayoritaria mediante proceso r no tengan esta dependencia, o incluso sea positiva. En OCCASO+ encontramos dependencias decrecientes para todos los elementos, salvo en el Mo, Pr y Eu (figs. 5.7 y 5.8). Obtenemos sistemáticamente pendientes negativas más pronunciadas en OCCASO, lo que se debe a un sesgo en la muestra. En general, la cantidad de cúmulos viejos estudiados en ambas muestras es pequeña y, además, los de OCCASO tienen en general valores altos de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Como hemos visto en la sec. 5.1, hay una fuerte dependencia entre $[\text{Fe}/\text{H}]$ y $[\text{X}/\text{Fe}]$ para los elementos de captura neutrónica a metalicidades altas. Esto hace que el sesgo en metalicidad de OCCASO produzca dependencias con la edad diferentes a las que obtenemos con OCCASO+. La diferencia más importante la encontramos en el Pr.

El aumento de los elementos producidos por proceso s en las estrellas jóvenes se explica en los modelos de evolución química, suponiendo un aumento del rendimiento de este proceso en las estrellas AGB de baja masa (p. ej., D’Orazi et al. 2009; Cristallo et al. 2015). Estas estrellas pueden tardar varios Ga en depositar sus productos químicos en el medio interestelar, lo que lleva a un retraso en el

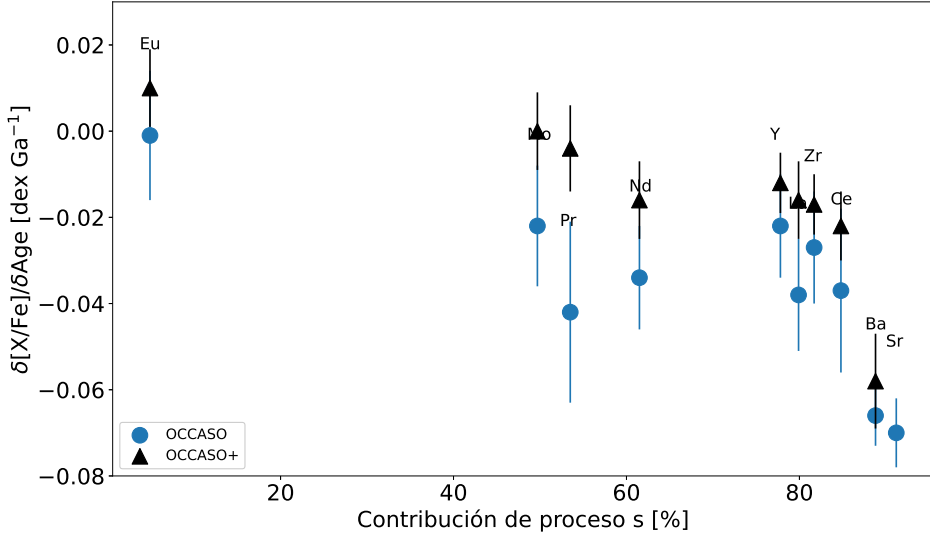


Figura 5.9: Pendientes de las relaciones $[X/Fe]$ -edad de los elementos de captura neutrónica en función de sus porcentajes de contribución al proceso s calculados por Prantzos et al. (2020).

enriquecimiento por este proceso y, por tanto, a una fuerte dependencia entre $[X/Fe]$ y la edad. Además, la dependencia en la edad que vemos es no lineal. En la dependencia del Ba, y posiblemente del Zr, hay un indicio de aplanamiento a edades superiores a ~ 2.5 Ga (ver figs. 5.7 y 5.8). Sales-Silva et al. (2022) reportan un aplanamiento similar para el Ce estudiado con APOGEE DR17 de OCs, pero con el cambio de pendiente a 4 Ga. Este tipo de dependencias no lineales podría deberse a un cambio en la tasa de enriquecimiento del medio interestelar por estrellas AGB. Sin embargo, también es importante mencionar que el cálculo de las abundancias de Ba puede verse afectado significativamente por la actividad en estrellas jóvenes, que puede alterar la dependencia con la edad (Reddy & Lambert 2017; Spina et al. 2020). La dependencia del Eu es plana, o incluso creciente en OCCASO+, lo que es acorde a su producción casi en su totalidad mediante proceso r. El Mo y el Pr tienen contribuciones importantes de proceso r (Prantzos et al. 2020) y también presentan pendientes planas en OCCASO+, como veremos a continuación.

En los cúmulos estudiados con MEGARA, la abundancia de Ba en Auner 1 es compatible con los demás OCs, mientras que Berkeley 102 tiene un valor inusualmente alto de Ba, y su abundancia de Eu es compatible con OCCASO+.

Cada elemento de captura neutrónica tiene una pendiente diferente según la proporción en la que se forma por procesos s y r, como se muestra en la fig. 5.9. Las pendientes se hacen más pronunciadas a medida que aumenta la contribución del

proceso s. Esta dependencia también se ha encontrado para gemelos solares (Spina et al. 2016) y estrellas de campo (Delgado Mena et al. 2019). Esto puede explicarse por las diferentes escalas de tiempo de producción de los dos procesos. A diferencia del proceso s, se espera que el proceso r ocurra en escalas de tiempo cortas, más cortas que las de la producción del Fe. Por tanto, cuanto más se produzca un elemento mediante proceso s, más pronunciada será su dependencia edad-[X/Fe]. La contribución de proceso s en cada elemento se encuentra actualmente en discusión, y aún no hay acuerdo en la literatura (p. ej., Bisterzo et al. 2014; Prantzos et al. 2020). El elemento con resultados más dispares es el Sr, que se genera en un 68.9 % mediante proceso s según Bisterzo et al. (2014) y en un 91.2 % según Prantzos et al. (2020). Nuestros resultados concuerdan mejor con el valor de Prantzos et al. (2020).

Las relaciones con la edad en todos los elementos son consistentes con hallazgos previos en la literatura, especialmente en el estudio de Casamiquela et al. (2021), que analizó 47 OCs, incluyendo la mayoría de la muestra OCCASO. Las dependencias también concuerdan con las encontradas por Viscasillas Vázquez et al. (2022) para los OCs de GES, y las reportadas por Spina et al. (2016) y Delgado Mena et al. (2019) para estrellas de campo.

5.3 Gradientes radiales

En esta sección estudiamos las dependencias $[\text{Fe}/\text{H}]-R_{\text{GC}}$ y $[\text{X}/\text{Fe}]-R_{\text{GC}}$.

5.3.1 Gradiente de $[\text{Fe}/\text{H}]$

La distribución radial de $[\text{Fe}/\text{H}]$ es uno de los trazadores más utilizados en los estudios de arqueología galáctica. El consenso general, en estudios de OCs, es que existe un gradiente decreciente más pronunciado en el disco interno y una dependencia plana en las regiones externas (ver fig.5.10). Este cambio en la pendiente se denota comúnmente en la literatura como codo o *knee*, en inglés.

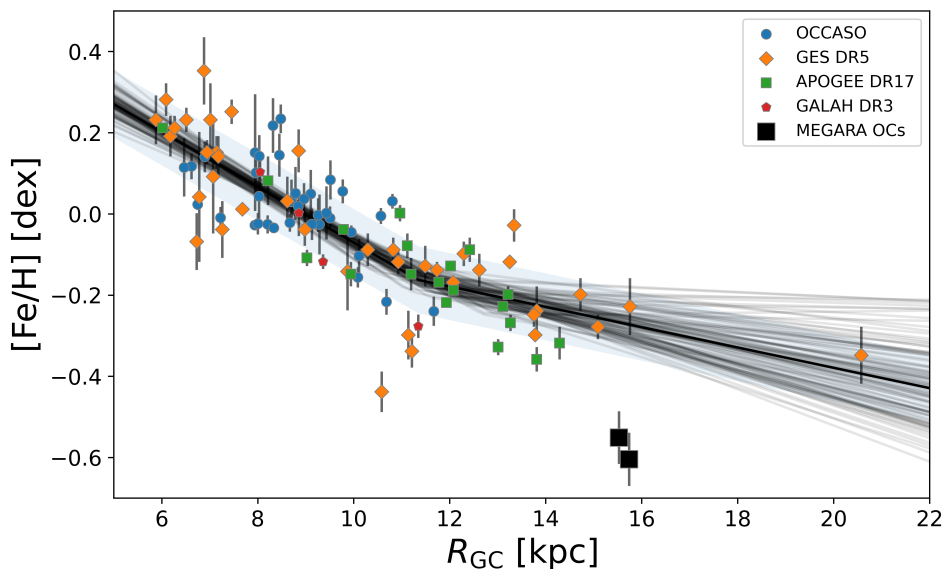


Figura 5.10: $[\text{Fe}/\text{H}]$ frente al radio galactocéntrico para OCCASO+. Las diferentes submuestras están codificadas por colores como en la fig. 2.1. Las líneas grises son todos los ajustes realizados mediante MCMC y la línea negra muestra el mejor ajuste. Representamos también los dos cúmulos estudiados en la parte externa del disco con MEGARA, que no se utilizan en el ajuste.

Investigamos los gradientes radiales de $[\text{Fe}/\text{H}]$ frente a R_{GC} obtenidos con OCCASO y OCCASO+. Empleamos el procedimiento de ajuste descrito en la sec. 5.2, pero en este caso modelamos el ajuste con dos funciones lineales, donde la posición del codo es otro parámetro libre. Este método nos permite identificar si hay un cambio de pendiente o no en los datos. OCCASO contiene solo OCs antes

de llegar al codo, por lo que realizamos el ajuste con una regresión lineal.

La tabla 5.1 contiene las pendientes obtenidas con ambas muestras comparadas con la literatura. La posición del codo obtenida con OCCASO+ es de 11.3 ± 0.8 kpc, en concordancia con la posición encontrada en los últimos estudios de la literatura (p. ej., Spina et al. 2021; Myers et al. 2022, GES23). Los resultados, tanto de OCCASO como de OCCASO+, de la pendiente antes de la posición del codo son compatibles con las determinaciones previas en la literatura. Más allá del codo, recuperamos una pendiente más plana para OCCASO+ en comparación con GES23, y en mayor concordancia con Spina et al. (2022), Myers et al. (2022) y Carrera et al. (2019). Este resultado es independiente de la inclusión de Berkeley 29, el cúmulo más lejano de la muestra.

Tabla 5.1: Comparación del gradiente radial de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con la literatura en la región dentro (m1) y fuera (m2) del radio del codo y globalmente, indicando en cada caso el número de OCs estudiados y la posición del codo. Comparamos con los valores de la literatura.

Referencia	m1 [dex kpc ⁻¹]	<i>N</i>	m2 [dex kpc ⁻¹]	<i>N</i>	Global [dex kpc ⁻¹]	<i>N</i>	codo [kpc]
OCCASO	-0.059±0.017	36	–	–	–	–	–
OCCASO+	-0.069±0.008	71	-0.025±0.011	28	-0.062±0.007	99	11.3±0.8
Casamiquela+18	-0.056±0.011	18	–	–	–	–	–
Carrera+19	-0.077±0.007	–	-0.018±0.009	–	-0.077±0.007	90	11
Donor+20	-0.068±0.004	68	-0.009±0.011	3	–	71	13.9
Zhang+21	-0.066±0.005	157	-0.032±0.007	4	–	161	14
Spina+21	-0.064±0.007	–	-0.019±0.008	–	–	–	12.1
Myers+22	-0.073±0.002	51	-0.032±0.002	34	-0.055±0.001	85	11.5
GES23	-0.081±0.008	42	-0.044±0.014	20	-0.054±0.004	62	11.2
Netopil+22	-0.063±0.004	116	–	–	-0.058±0.005	136	12
<i>Gaia</i> collab.+22	-0.054±0.008	503	–	–	–	–	–

La abundancia de $[\text{Fe}/\text{H}]$ que obtenemos para los cúmulos estudiados con MEGARA se encuentra en torno a -0.6 dex, valor inferior a lo obtenido en otros objetos para la misma región. La abundancia de Fe de ambos cúmulos no sigue el aplanamiento que vemos para los demás OCs a partir de 11.3 kpc. Es posible que las causas del aplanamiento no hayan afectado a estos cúmulos, y el escenario de aparición del codo sea más complejo de lo que se ha propuesto hasta ahora. Por otra parte, no podemos descartar que nuestra medida de abundancia de Fe esté afectada por diferencias sistemáticas con los demás estudios (ver capítulo 4).

5.3.2 Gradientes de $[X/Fe]$

Las figs. 5.11, 5.12, 5.13 y 5.14 muestran la dependencia de los elementos estudiados $[X/Fe]$ con R_{GC} para OCCASO (círculos) y OCCASO+ (triángulos) y sus correspondientes ajustes lineales (verde y negro). Además, representamos los valores de los cúmulos observados con MEGARA (cuadrados), que no se han utilizado en los ajustes. Las dependencias en OCCASO+ se han ajustado con dos funciones lineales, como en el caso de los gradientes radiales de $[Fe/H]$. Hemos limitado la muestra a 16 kpc, ya que a distancias mayores solo se ha medido un cúmulo, y, por tanto, esta región no está muestreada correctamente. Para más de la mitad de los elementos, no encontramos un cambio en el gradiente de $[X/Fe]$, y toda la muestra se reproduce con un único ajuste lineal. Encontramos un cambio en la dependencia para los elementos Ti, Na, Cr, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr y Nd. Los resultados del análisis se enumeran en la tabla A.8.

Elementos α

Los elementos α (fig. 5.11) tienen gradientes positivos leves, más evidentes para Ca, Mg, y Ti. Esto concuerda con el escenario de formación del disco galáctico de dentro hacia fuera. Las diferencias de pendiente entre los elementos, como ya se ha mencionado, se deben a las cadenas específicas de nucleosíntesis que los producen. En los cúmulos observados con MEGARA, los valores del Ca son acordes con la pendiente positiva de este elemento.

Elementos de Z impar

Los elementos de Z impar (fig. 5.11) presentan comportamientos diferentes entre sí. En el Al encontramos resultados discrepantes al realizar el ajuste con OCCASO y con OCCASO+, e identificamos una dependencia decreciente en el primer caso y creciente en el segundo. No obstante, los valores de abundancia de los cúmulos son compatibles. En OCCASO, la discrepancia se debe a la presencia de cúmulos con valores altos de Al en el disco interno. Debemos realizar más observaciones en esta región para confirmar si se trata de algo real. Aunque, lo más probable, es que la dispersión en esta región sea alta y los valores de abundancia en OCCASO sean mayores en esta misma zona de manera fortuita. Consideramos que el gradiente medido en OCCASO+ es más fiable. El Na, por otra parte, muestra una disminución hasta 8.5 kpc, teniendo una pendiente positiva a partir de ahí. Como ya se ha comentado, el enriquecimiento de las abundancias atmosféricas de Na a lo largo de la fase de gigante roja dificulta su interpretación en el contexto de la evolución química galáctica.

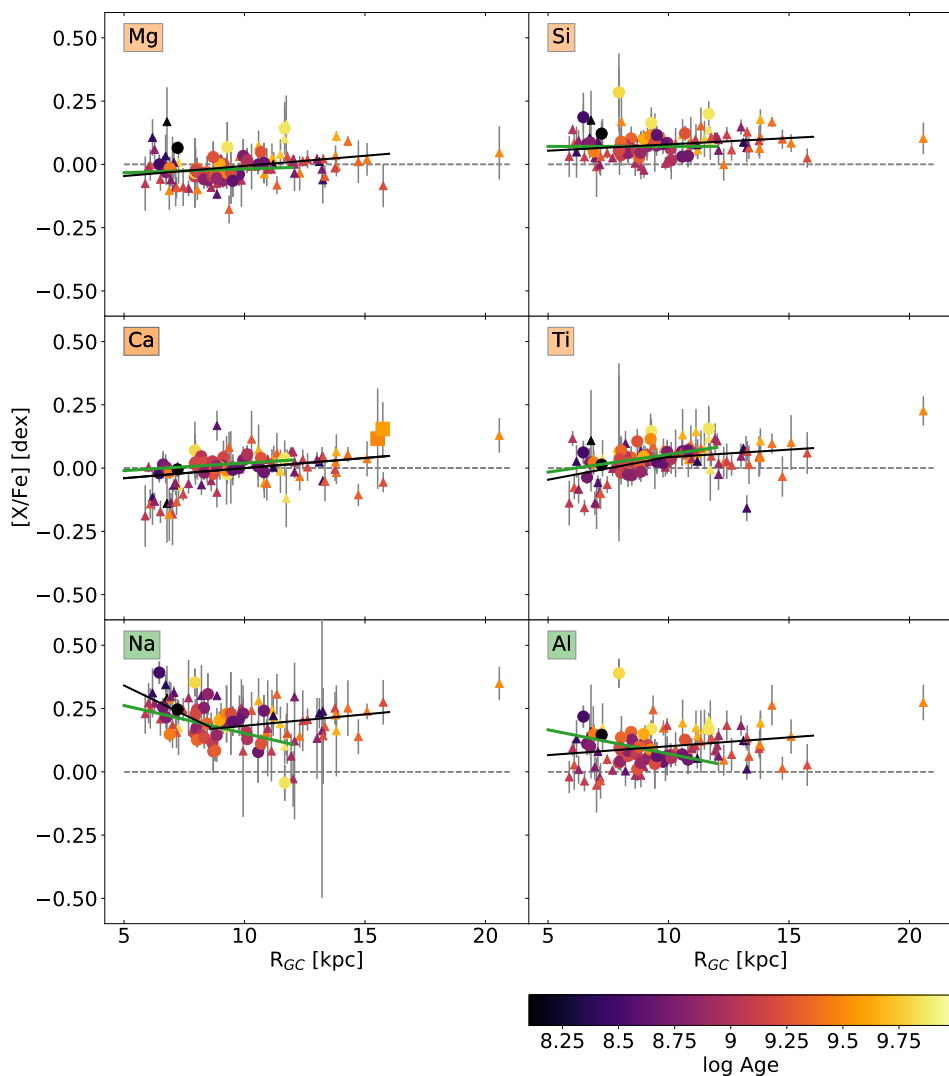


Figura 5.11: Relaciones de abundancia $[X/Fe]$ en función de R_{GC} , con los cúmulos codificados por colores según la edad. Los símbolos y paneles son equivalentes a los de la fig. 5.1. Las líneas ajustadas para ambas muestras aparecen en verde y negro, respectivamente. Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.

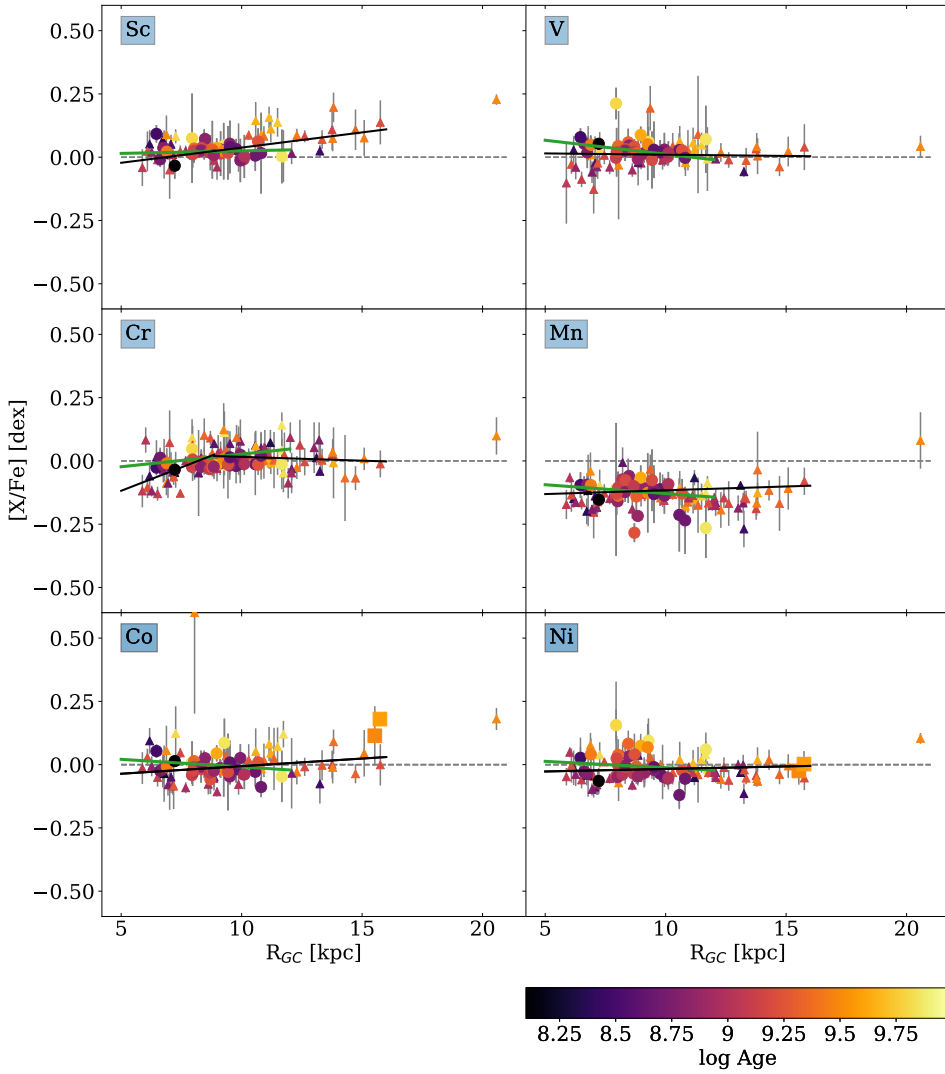


Figura 5.12: Igual que la fig. 5.11 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.

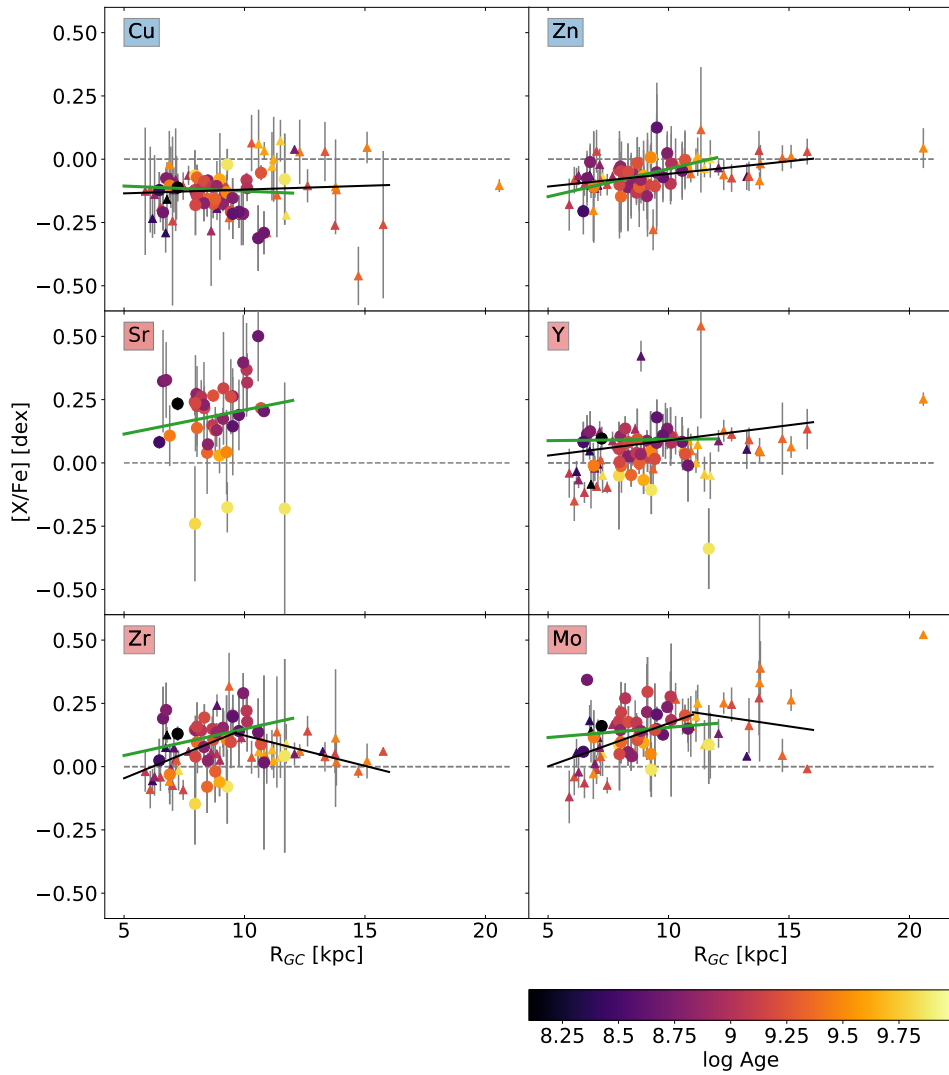


Figura 5.13: Igual que la fig. 5.11 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo.

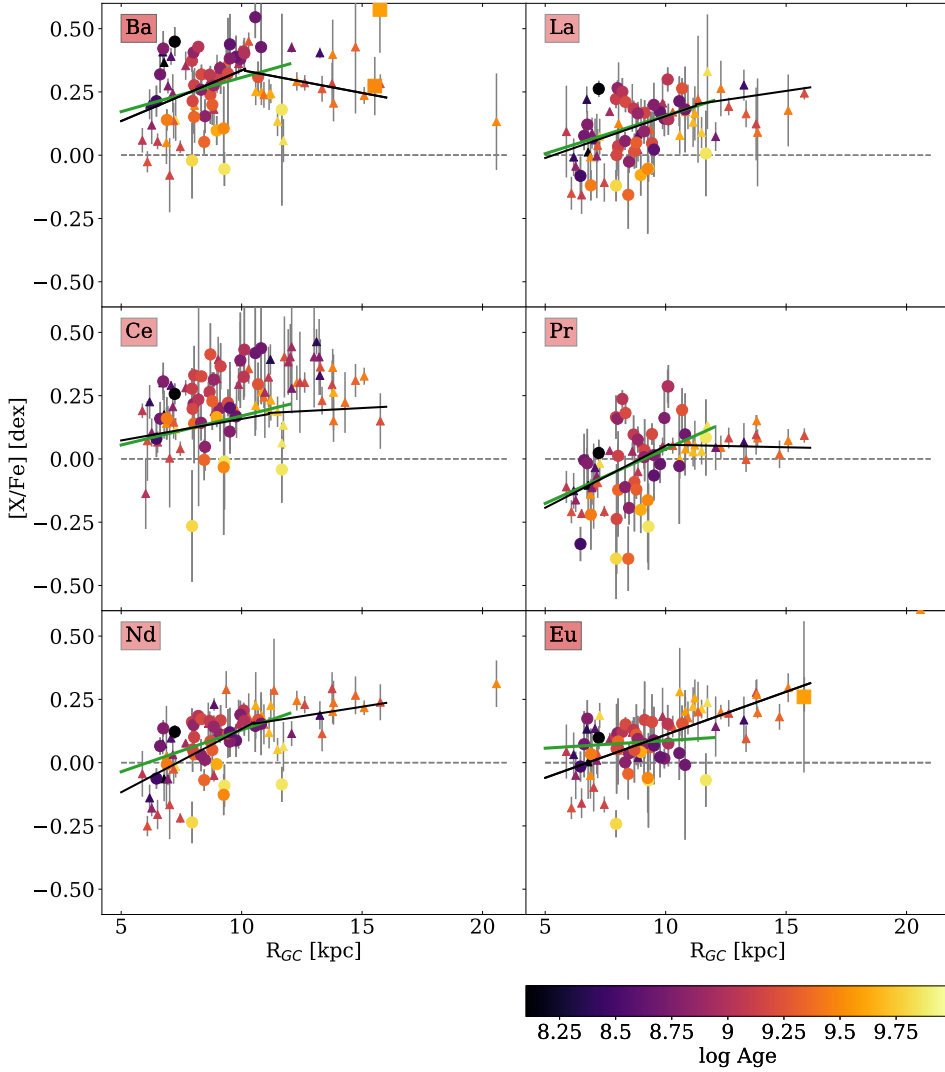


Figura 5.14: Igual que la fig. 5.11 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.

Elementos del pico del Fe

De forma análoga a lo discutido en la sec. 5.1, esperamos que los elementos del pico del Fe producidos por los mismos procesos que el Fe tengan gradientes radiales planos (figs. 5.12 y 5.13). Esto es lo que observamos para V, Mn, Co y Ni antes del radio del codo. Sin embargo, el Cr tiene un gradiente positivo en esta zona, que parece disminuir de nuevo más allá de la posición del codo. Por el contrario, observamos que el Sc presenta una dependencia plana en los cúmulos de OCCASO y una dependencia positiva en OCCASO+. Además, los elementos producidos principalmente en estrellas masivas, a diferencia de los elementos de pico del Fe descritos hasta ahora, deberían mostrar pendientes positivas, como los encontrados en algunos elementos α . Este parece ser el caso del Zn, que presenta una pendiente positiva en todo el rango estudiado. En los cúmulos observados con MEGARA, los valores de Co y Ni concuerdan con un gradiente plano, aunque los valores de Co son ligeramente más altos de lo esperable, pero dentro de la dispersión.

Elementos de captura neutrónica

En los elementos de captura neutrónica (figs. 5.12 y 5.13), observamos mayores dispersiones a cualquier R_{GC} debido a su dependencia con la edad y a sus mayores incertidumbres. Estos elementos tienden a mostrar gradientes positivos, posiblemente debido a la dependencia de la producción del proceso s con la metalicidad. Sin embargo, hay diferencias significativas entre ellos, de acuerdo con el hecho de que cada elemento se produce en proporciones diversas por procesos r y s, y, dentro de estos procesos, a las cadenas de nucleosíntesis que producen cada elemento. Encontramos dependencias más planas para Sr, Y y Ce, y dependencias más pronunciadas en los demás elementos. En general, las tendencias son más planas más allá de la posición del codo para casi todos los elementos, encontrándose incluso pendientes negativas en el Zr, Mo y Ba. Esto se debe a la dependencia del proceso s con $[\text{Fe}/\text{H}]$ comentada anteriormente (ver sec. 5.1). En el caso del Sr no sabemos si ocurre, ya que no tenemos observaciones fuera de la posición del codo. El Eu no tiene un cambio en su pendiente, lo que concuerda con su producción principalmente mediante proceso r. En los cúmulos estudiados con MEGARA, los valores del Ba coinciden con el gradiente decreciente más allá de la posición del codo, aunque, como hemos mencionado, Berkeley 102 tiene valores de $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ más altos de lo esperable para su posición. Medimos el Eu solo en Berkeley 102, obteniendo un valor que concuerda con las otras muestras.

Comparación con la literatura

Para comparar nuestros resultados con los últimos estudios, hemos analizado las muestras publicadas por GES23, Myers et al. (2022), Spina et al. (2021) y OCCASO+, restringiendo el análisis al mismo rango R_{GC} que en OCCASO. Enseñamos la comparación en la fig. 5.15. En general, encontramos un buen acuerdo

5.4. Dependencia del gradiente radial con la edad

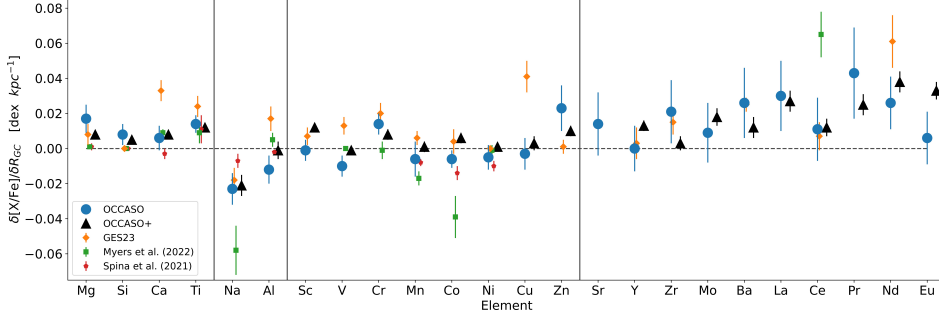


Figura 5.15: Comparación de los gradientes radiales de $[X/Fe]$ con la literatura.

entre las distintas muestras, teniendo en cuenta las incertidumbres, aunque hay algunas excepciones. Destacamos que encontramos grandes diferencias con Spina et al. (2021) para el Ca y Na, y con Myers et al. (2022) para el Na, Co y Ce. La diferente pendiente del Co puede deberse a la dispersión y a las grandes incertidumbres de las abundancias de APOGEE para este elemento. También encontramos diferencias notables de los gradientes de Ca, Al, Cu, V y Zn para GES23 en comparación con las otras muestras. Para algunos de estos elementos (Ca, Al, y V) la diferencia en el gradiente se debe al hecho de que en el disco interno, $R_{GC} \leq 8$ kpc, algunos OCs en GES23 tienden a tener menores abundancias en comparación con otros sondeos (ver figs. A.7, A.8, A.9, A.10). Algunos de estos cúmulos en GES23 también han sido estudiados por Myers et al. (2022): Trumpler 20 y Ruprecht 134. En este último trabajo no encuentran abundancias tan bajas. De hecho, las abundancias GES23 de esos OCs son ~ 0.07 dex inferiores a los valores de Myers et al. (2022). Identificamos algunas diferencias entre los valores obtenidos con OCCASO y OCCASO+ para los elementos Co, V, Sc y Eu, siendo la más importante la de este último. Las diferencias probablemente se deban a que las muestras estudiadas son pequeñas y pueden tener problemas de estadística de números bajos.

5.4 Dependencia del gradiente radial con la edad

Estudiamos la dependencia con la edad tanto para el gradiente de $[Fe/H]$, como para los gradientes de $[X/Fe]$ en los demás elementos.

5.4.1 Gradiente de $[Fe/H]$

Para investigar el cambio del gradiente radial $[Fe/H]$ con el tiempo, consideramos OCs con $R_{GC} < 16$ kpc, por completitud, y dividimos las muestras usadas en la sec. 5.3 en cuatro intervalos de edad: 0.1-1, 1-2, 2-3, >3 Ga, respectivamente.

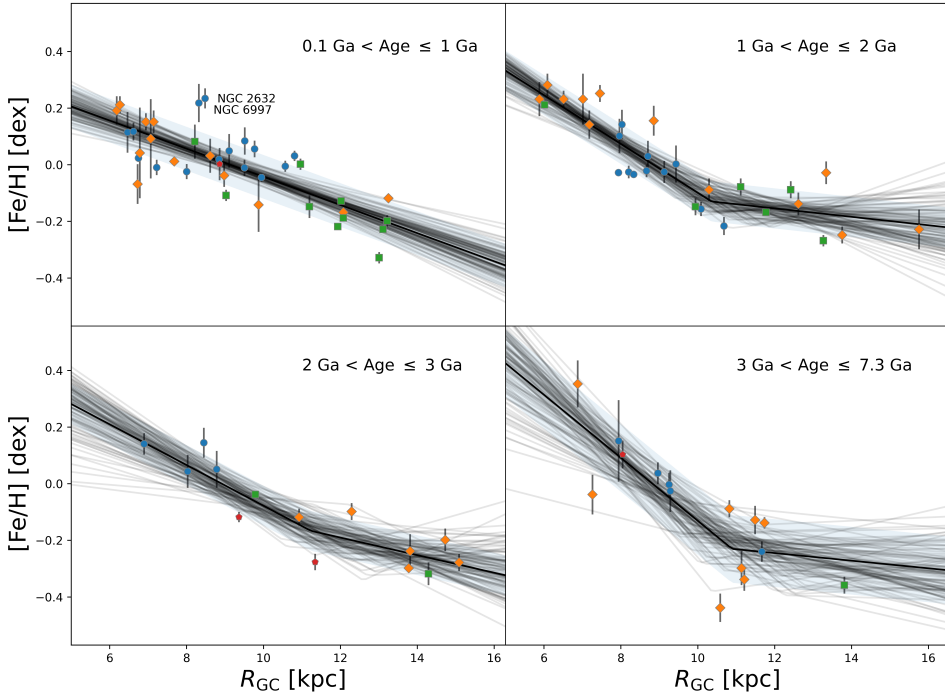


Figura 5.16: $[Fe/H]$ frente al radio galactocéntrico en la muestra de OCCASO+ separada en cuatro intervalos de edad 0.1-1, 1-2, 2-3, >3 Ga. Los diferentes sondeos están codificados como OCCASO (círculos azules), GES DR5 (diamantes naranja), APOGEE DR17 (cuadrados verdes) y GALAH DR3 (pentágonos rojos). Las líneas grises son los valores obtenidos a partir del MCMC, y la línea negra es el mejor ajuste.

Mantenemos la misma metodología de análisis, proporcionando las pendientes y la posición del codo para cada intervalo de edad (listadas en la tabla 5.2).

OCCASO+ no presenta un cambio en el gradiente en el intervalo más joven, apareciendo para los cúmulos más viejos de 1 Ga (ver fig. 5.16). Al estudiar la pendiente dentro del codo, OCCASO+ tiene un aumento de la pendiente con la edad que parece no ser lineal (fig. 5.17), ya que el segundo grupo de edad tiene un gradiente más pronunciado de lo esperado, teniendo en cuenta los otros grupos de edad.

Hemos comprobado que esta dependencia no lineal sigue apareciendo cuando cambiamos la forma de dividir los grupos en intervalos de edad. La pendiente fuera del radio del codo se mantiene constante, dentro de las incertidumbres. Al analizar de nuevo las otras muestras con el mismo método e intervalos de edades,

5.4. Dependencia del gradiente radial con la edad

obtenemos valores compatibles con OCCASO+, lo que supone una confirmación de la dependencia que encontramos. Este es un efecto que no aparece en las estrellas de campo (Casagrande et al. 2011; Anders et al. 2017, 2023), que encuentran un aumento de la pendiente entre 1 y 2 Ga para hacerse progresivamente más plano a edades más avanzadas, al contrario que en los OCs. En las estrellas de campo, el aplanamiento del gradiente es un efecto esperado de la migración radial.

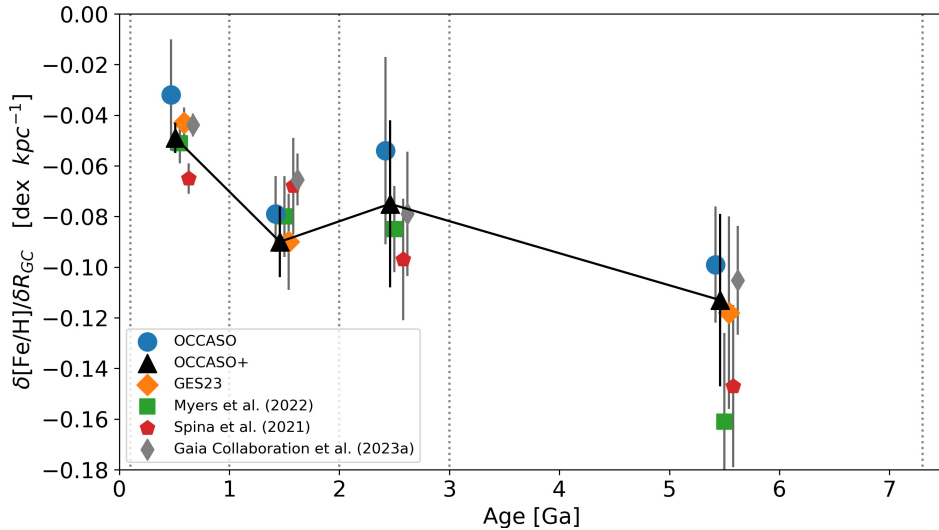


Figura 5.17: Cambio con la edad del gradiente radial $[\text{Fe}/\text{H}]$ para las diferentes muestras analizadas. Los gradientes son los medidos en el interior del codo. La posición de la edad de cada muestra está ligeramente desplazada para mayor claridad del gráfico.

Existen dos hipótesis para explicar el cambio de gradiente con la edad en OCs. Anders et al. (2017) propusieron que el cambio de tendencia se produce por el proceso de migración radial unido al sesgo que la Galaxia produce sobre los OCs. Los cúmulos que migran hacia el exterior tienen tasas de supervivencia mayores, porque el potencial galáctico es menos destructivo a medida que aumenta la distancia al centro. Los cúmulos que migran hacia el interior se disgregan rápidamente. Por otra parte, GES23 muestra en su fig. 5 que los cúmulos jóvenes (<1 Ga) en el disco interno tienen menores abundancias de Fe que los OCs más viejos, y propone que un considerable flujo de gas con baja metalicidad en el disco delgado produjo el último episodio de formación estelar. En OCCASO no vemos claramente esta separación por edades. De hecho, en contradicción con esta hipótesis, hay dos sistemas jóvenes en el entorno solar que tienen alto contenido en metales: NGC 2632 y NGC 6997 (fig. 5.16). Esto debería estudiarse más a fondo,

Tabla 5.2: Cambio con la edad de los gradientes radiales de $[\text{Fe}/\text{H}]$ estudiados mediante MCMC en sec. 5.3. Las columnas b1, b2 y m1, m2 son las ordenadas en el origen y las pendientes del gradiente antes del codo y después del codo, respectivamente. La posición del codo, el número de OCs y el coeficiente de correlación de Spearman, ρ , se listan en las últimas columnas. OCCASO y *Gaia* DR3 no tienen cúmulos más allá del codo.

Muestra	Edad [Ga]	b1 [dex]	m1 [dex kpc ⁻¹]	m2 [dex kpc ⁻¹]	codo [kpc]	N	ρ
OCCASO	0.1-1	0.365±0.211	-0.032±0.022			15	-0.30
OCCASO	1-2	0.457±0.084	-0.079±0.015			11	-0.44
OCCASO	2-3	0.347±0.285	-0.054±0.037			4	-0.47
OCCASO	3-7.3	0.828±0.553	-0.099±0.023			5	-0.95
OCCASO+	0.1-1	0.452±0.062	-0.049±0.006			39	-0.75
OCCASO+	1-2	0.795±0.114	-0.09±0.014	-0.019±0.018	10.1±0.8	29	-0.87
OCCASO+	2-3	0.651±0.275	-0.075±0.033	-0.042±0.017	9.6±2.1	14	-0.85
OCCASO+	3-8	0.996±0.305	-0.113±0.034	-0.012±0.018	10.9±1.1	15	-0.80
Myers+22	0.1-1	0.395± 0.087	-0.051± 0.008			39	-0.72
Myers+22	1-2	0.673±0.135	-0.08±0.016	-0.041±0.01	10.1±1.0	20	-0.90
Myers+22	2-3	0.687±0.177	-0.085±0.017	-0.014±0.026	11.9±0.9	11	-0.77
Myers+22	3-8	1.455±0.329	-0.161±0.035	-0.025±0.017	10.8±0.6	12	-0.70
Spina+21	0.1-1	0.558±0.062	-0.065±0.006			57	-0.72
Spina+21	1-2	0.566±0.187	-0.068±0.019	-0.037±0.047	11.5±1.3	22	-0.86
Spina+21	2-3	0.83±0.234	-0.097±0.024	-0.019±0.028	11.9±1.1	10	-0.93
Spina+21	3-7.3	1.307±0.295	-0.147±0.032	-0.02±0.018	11.1±0.8	16	-0.82
GES23	0.1-1	0.356±0.057	-0.043±0.006			23	-0.82
GES23	1-2	0.811±0.152	-0.09±0.019	-0.02±0.026	10.8±1.0	17	-0.85
GES23	3-7.3	1.025±0.34	-0.118±0.038	-0.014±0.017	10.7±1.1	12	-0.75
<i>Gaia</i> DR3	0.1-1	0.384±0.069	-0.043±0.005			303	-0.43
<i>Gaia</i> DR3	1-2	0.588±0.196	-0.065±0.01			48	-0.55
<i>Gaia</i> DR3	2-3	0.933±0.392	-0.079±0.025			25	-0.41
<i>Gaia</i> DR3	3-7.3	0.354±0.26	-0.105±0.021			13	-0.54

con muestras más grandes en el disco interno.

Otra cuestión para la que aún no existe una explicación satisfactoria es la presencia de la parte plana en el gradiente radial. Esta característica se observa en OCs y, recientemente, en estrellas cefeidas (da Silva et al. 2023). Se han propuesto hipótesis similares a las anteriores para explicarlo. Magrini et al. (2009) sugirieron que los eventos de colisión de galaxias o el flujo de gas desde el halo, en la zona externa de la Galaxia, podrían explicar esta parte plana. El material en ambos casos estaría pre-enriquecido. Otra posible explicación es que la parte plana se

produzca por la migración radial de OCs hacia el disco externo. Sin embargo, desconocemos el evento o mecanismo que podría haber producido dicha migración. OCCASO+ no tiene zona plana en la franja de edad más joven (<1 Ga), con OCs muestreados hasta 14 kpc. Hemos descartado que tengamos un sesgo radial en la muestra, ya que en el catálogo Cantat-Gaudin et al. (2020) esta es la distancia máxima a la que aparecen cúmulos en este rango de edad. Dado que el evento de formación del codo no afecta a los cúmulos jóvenes, debe tratarse de un proceso ocurrido hace más de 1 Ga. La presencia de OCs más viejos que 1 Ga a más de 14 kpc, junto con la aparición del codo a partir de esta época, apoya esta hipótesis. El reciente estudio de estrellas cefeidas realizado por da Silva et al. (2023) muestra signos de aplanamiento en el disco externo. Dada la juventud de estas estrellas, la presencia de cefeidas formando una meseta no puede explicarse por procesos de migración radial. Es necesario seguir investigando ambos trazadores en el disco externo.

5.4.2 Gradientes de [X/Fe]

Hacemos el mismo estudio para los demás elementos. La fig. 5.18 muestra el cambio de $\delta[X/Fe]/\delta R_{GC}$ en función de la edad para OCCASO+. Los símbolos representan las pendientes en cada rango de edad, y las líneas azules son los gradientes para todos los OCs independientemente de la edad. En los casos en los que no hemos encontrado un codo en el análisis global, hemos analizado cada intervalo de edad utilizando cúmulos de hasta 16 kpc. De lo contrario, en los casos en los que encontramos el codo, hemos utilizado la pendiente de la región más interna (m1 en la tabla A.8). Recordamos que, al separar las muestras por edad, la cantidad de OCs por grupo es pequeña, y, por tanto, las diferencias podrían estar dominadas por estadísticas de números pequeños.

En la mayoría de los casos, los valores en cada grupo de edad están alrededor del global, sin una correlación clara con la edad. Por lo tanto, para casi todos los elementos, si existe una dependencia entre el gradiente radial [X/Fe] y la edad, debería ser inferior a nuestras incertidumbres. Si tomamos como referencia el grupo de edad con barras de error mas grandes, podemos establecer que el límite superior del cambio de pendiente es $\sim 0.01 \text{ dex kpc}^{-1}$. Este valor es del orden de seis veces menor que el cambio de gradiente que encontramos para [Fe/H], indicando la ausencia de cambio con la edad en $\delta[X/Fe]/\delta R_{GC}$. En otras palabras, $\delta[X/H]/\delta R_{GC}$ cambia con la edad esencialmente como $\delta[Fe/H]/\delta R_{GC}$. Sin embargo, hay indicios de cambio de tendencia para algunos elementos. [Mg/Fe] y [Eu/Fe] parecen mostrar un aumento del gradiente con la edad, al igual que [Si/Fe], [Mo/Fe] y [La/Fe], aunque en estos casos sus valores son compatibles entre ellos, teniendo en cuenta las incertidumbres. Por otra parte, [Ti/Fe] y [Ni/Fe] parecen disminuir. Se necesitan estudiar más OCs y una mejor distribución entre los distintos intervalos de edad para abordar este tema con más detalle.

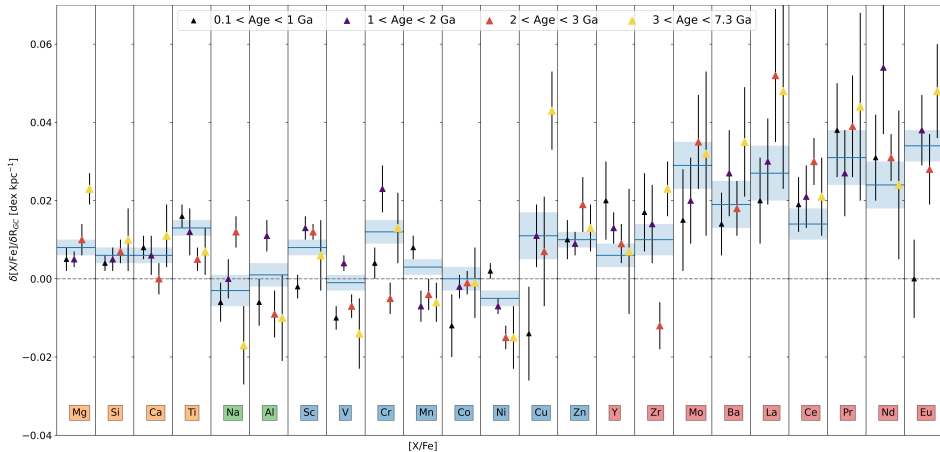


Figura 5.18: Gradiente radial $\delta[X/Fe]/\delta R_{GC}$ de OCCASO+ en diferentes intervalos de edad representados por el tamaño y el color de los marcadores. En cada panel, la edad aumenta hacia la derecha. Las líneas azules horizontales representan el gradiente radial para todo el rango de edad, y la zona de sombra indica su incertidumbre.

5.5 Gradiente azimutal

Una característica destacable de la distribución de metalicidad de la población de OCs en función del radio galactocéntrico es la gran dispersión (>0.3 dex) observada en cualquier posición (fig. 5.10). Esta dispersión no puede explicarse por incertidumbres individuales de los OCs y suele atribuirse a la migración radial. Otra posible explicación es que la dispersión observada podría deberse a variaciones del contenido de metalicidad con el azimut galáctico, como propone Friel (2013). Se ha informado de algunas pruebas de variaciones de abundancia con el azimut para estrellas cefeidas (Luck et al. 2006) y OCs jóvenes (Davies et al. 2009), pero no para regiones H II (Arellano-Córdova et al. 2020). Sin embargo, la falta de muestras de OCs que cubran un amplio rango azimutal ha dificultado la investigación de esta hipótesis.

Estudiamos las mismas cinco muestras analizadas en la sección anterior para comprobar la existencia de un gradiente azimutal. Para ello, ajustamos simultáneamente los gradientes radial y azimutal con OCs separados en los mismos intervalos de edad que en la sec. 5.4. Evaluamos la dependencia de la abundancia de Fe con radio y azimut al mismo tiempo mediante el ajuste a un plano utilizando el paquete Python `scikit-spatial`¹. Las incertidumbres se determinan

¹<https://scikit-spatial.readthedocs.io/en/stable/index.html>

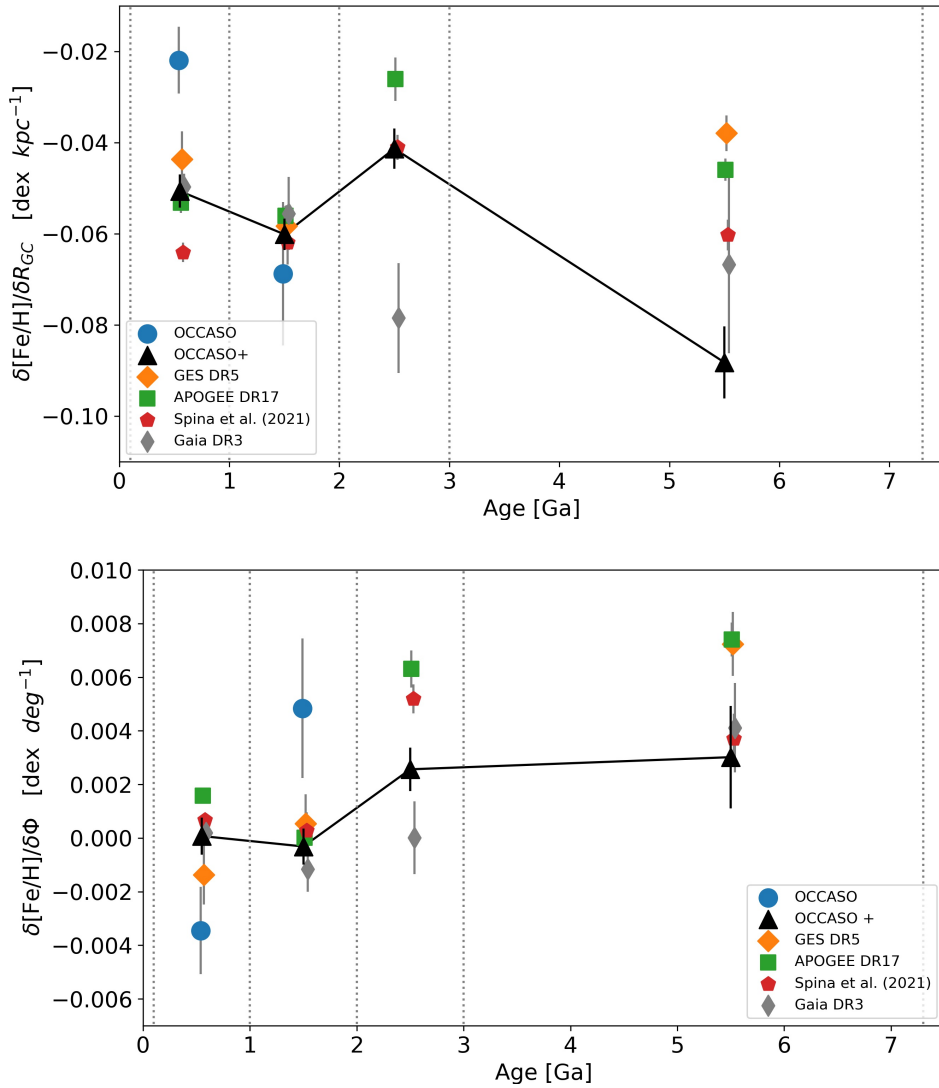


Figura 5.19: Evolución con la edad del gradiente radial $[\text{Fe}/\text{H}]$ (arriba) analizado al mismo tiempo que el gradiente azimuthal (abajo). La posición de la edad de cada muestra está ligeramente modificada para mayor claridad del gráfico.

generando 1000 valores posibles para cada OC, suponiendo una distribución gaussiana centrada en la abundancia media, con un σ igual a su incertidumbre. Los ajustes resultantes se listan en la tabla A.9 y se muestran en la fig. 5.19 en las dos proyecciones (R_{GC} y azimut Φ). No representamos grupos de edad que contengan menos de 10 cúmulos, ya que consideramos que son estadísticas insuficientes para llevar a cabo el estudio. En comparación con la fig. 5.17, la evolución del gradiente R_{GC} (panel superior) muestra mayores diferencias entre los catálogos, particularmente en el intervalo de edad más viejo, probablemente debido a la dimensión adicional del ajuste.

En el caso de OCCASO+ las pendientes de gradiente radial obtenidas son compatibles con los resultados de la sec. 5.4. En el panel inferior de la fig. 5.19 mostramos la evolución del gradiente azimutal. Los dos intervalos más jóvenes, en OCCASO+, no tienen una dependencia con el azimut, pero hay indicios de una pendiente positiva en los más viejos. Esta tendencia también aparece en GES23, Myers et al. (2022) y Spina et al. (2021). La muestra *Gaia* Collaboration et al. (2022a) presenta un gradiente plano en la tercera horquilla de edad, con un gradiente positivo para el grupo de OCs más viejos. Para extraer conclusiones más claras sobre la existencia de una variación azimutal, se necesita más cantidad de objetos.

5.6 Dependencia con Z_{\max}

Varios estudios han investigado la distribución vertical de la abundancia con respecto a la distancia al plano galáctico, Z . Se ha descrito un gradiente vertical en estrellas de campo (p. ej., Boeche et al. 2013; *Gaia* Collaboration et al. 2022a; Hawkins 2023), pero no en OCs (p. ej., Jacobson et al. 2011; Carrera & Pancino 2011; Carrera et al. 2019). Los cúmulos se mueven a lo largo de sus órbitas, por lo tanto, aquí consideramos la altura máxima de un cúmulo, Z_{\max} , como un mejor trazador para realizar este estudio. Este parámetro orbital se ha calculado en el capítulo 3. Se sabe que Z_{\max} está correlacionado con la edad del OC (ver sec. 3.3.3 y Tarricq et al. 2021). Esto se suele atribuir al calentamiento cinemático vertical del disco, ya que los OCs nacidos en el disco delgado se dispersan lejos del plano medio por interacción con componentes no axisimétricas del potencial galáctico. Esto se une al hecho de que dicho potencial tiende a disgregar a los cúmulos, teniendo más posibilidades de sobrevivir aquellos que pasan más tiempo alejados del plano medio del disco.

No observamos un gradiente vertical con $[\text{Fe}/\text{H}]$ en OCCASO, en consonancia con trabajos anteriores (p. ej., Carrera & Pancino 2011). Esto podría deberse a que los OCs cubren un rango menor de distancias verticales, $Z_{\max} \leq 1.1$ kpc en nuestra muestra, en comparación con las estrellas de campo. Sin embargo, encontramos gradientes positivos $[\text{X}/\text{Fe}]$ - Z_{\max} para Mg, Si, Ti, Al, Ni y Cu, y gradientes negativos para Na, Mn, Sr, Y, Zr, Ba, Ce, Pr y Nd (ver figs. 5.20, 5.21, 5.22 y 5.23).

Estas dependencias están claramente asociadas con la dependencia de $[X/Fe]$ con la edad (ver sec. 5.2). Cuando eliminamos la dependencia con la edad, las variaciones con la distancia vertical desaparecen.

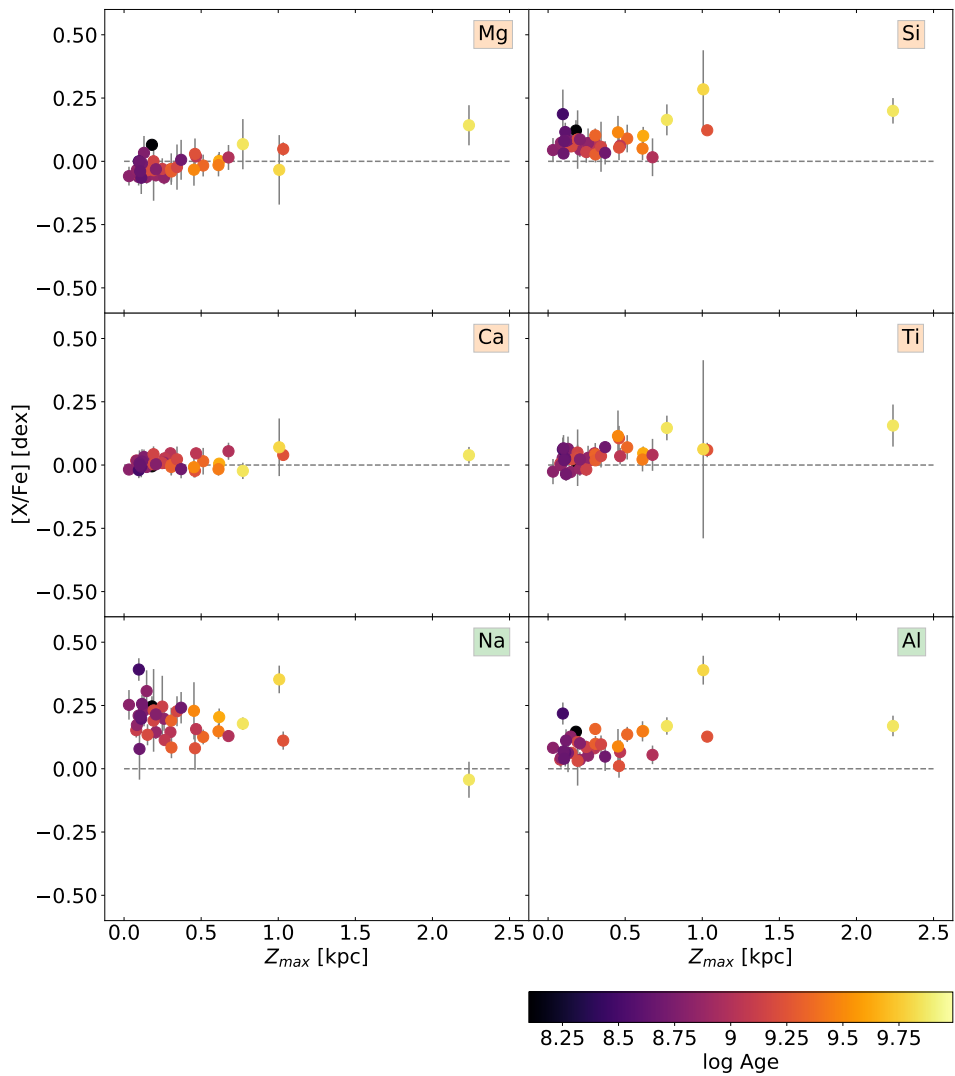


Figura 5.20: Relaciones de abundancia $[X/Fe]$ en función de Z_{max} , con los cúmulos codificados por colores según la edad. Representamos solo los cúmulos de la muestra OCCASO. Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.

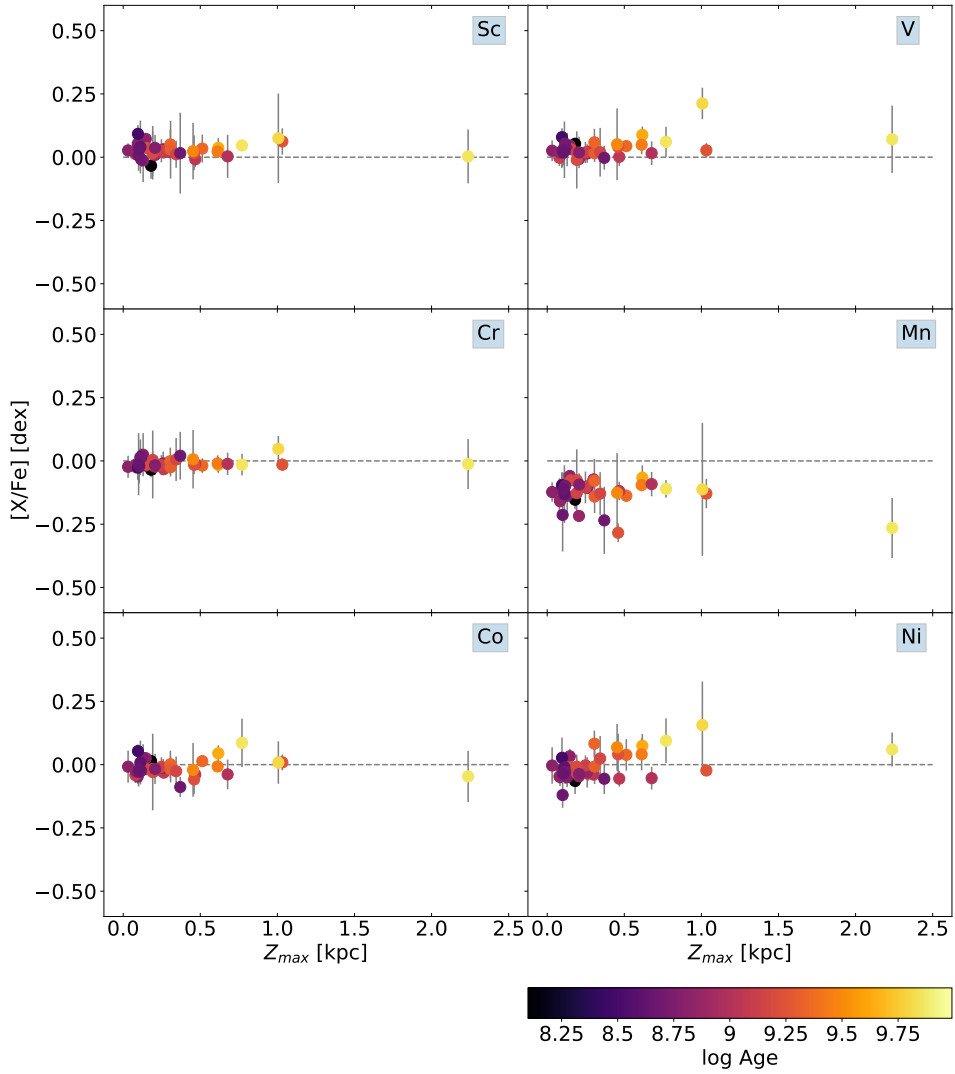


Figura 5.21: Igual que la fig. 5.20 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.

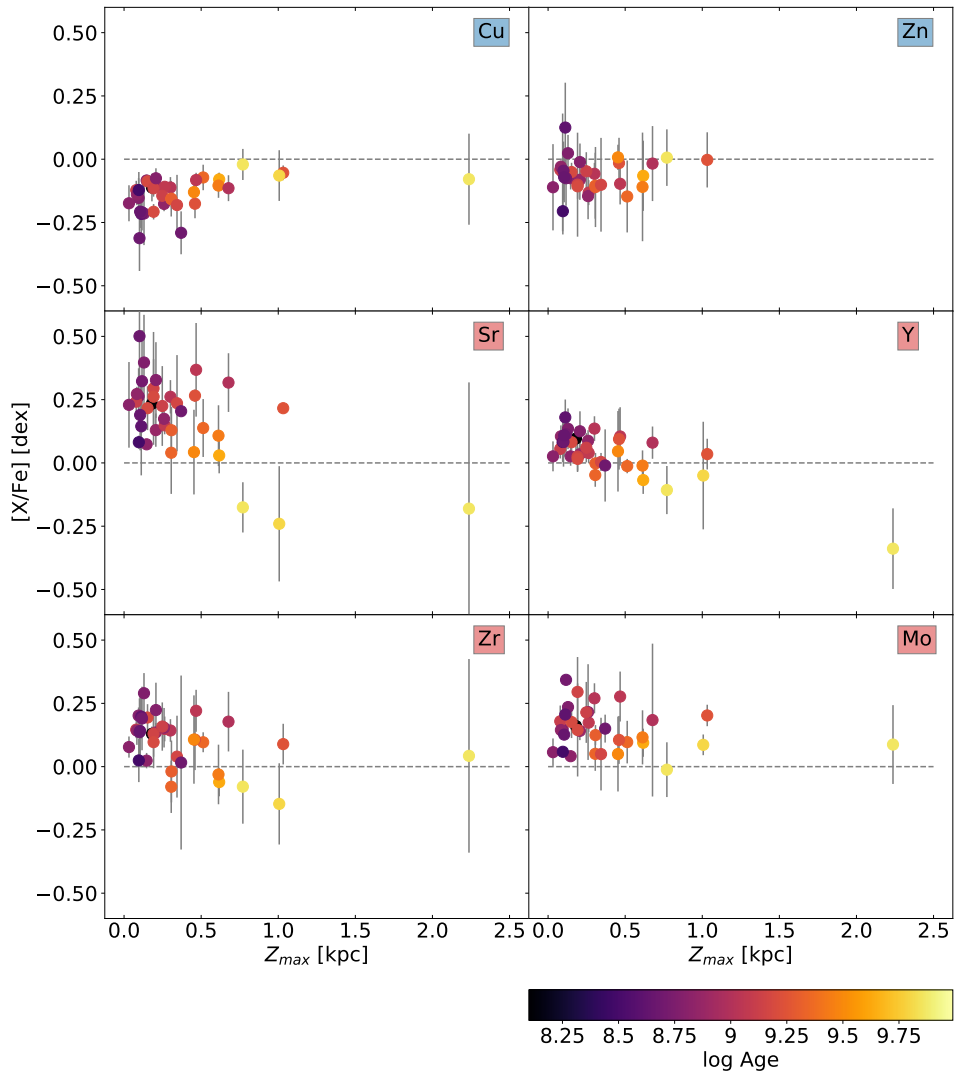


Figura 5.22: Igual que la fig. 5.20 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo.

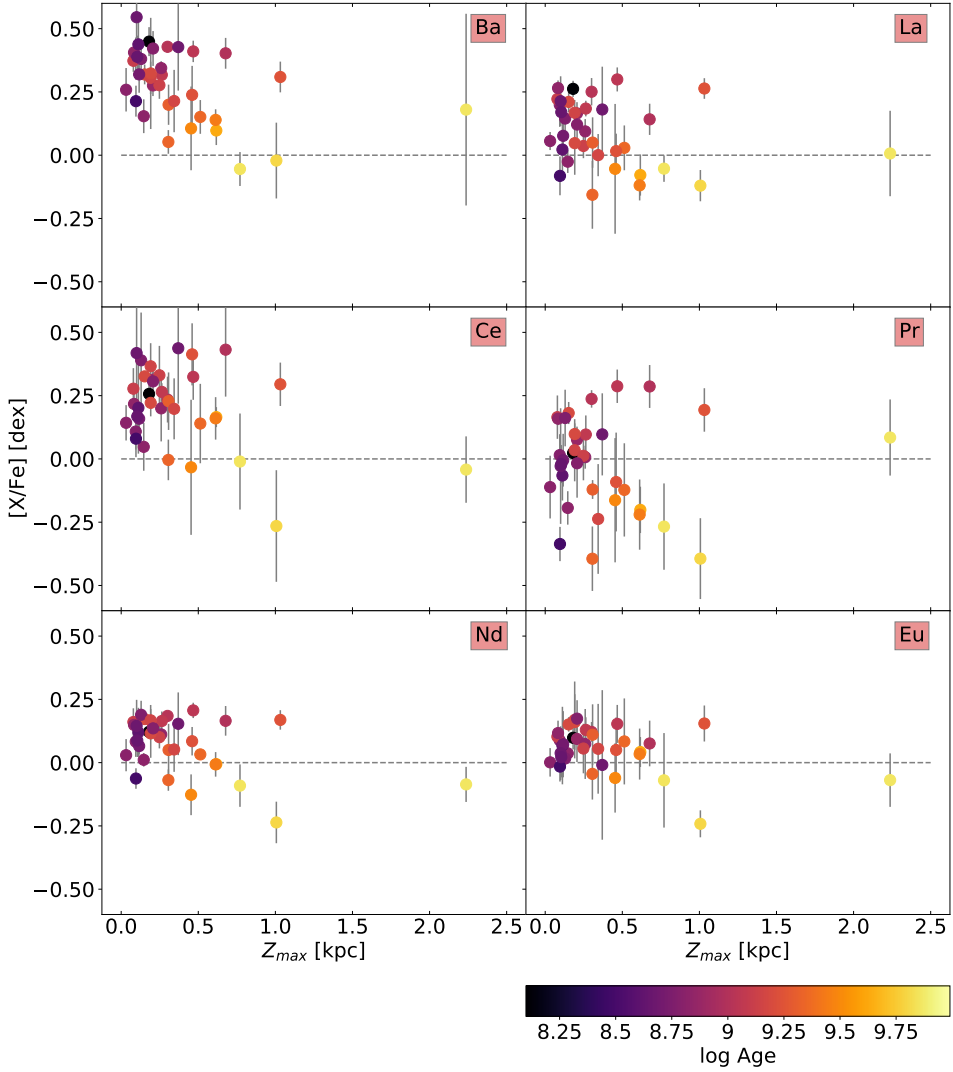


Figura 5.23: Igual que la fig. 5.20 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.

5.7 Conclusiones

Hemos estudiado las dependencias entre abundancia, posición en la Galaxia y edad en las muestras OCCASO, OCCASO+ y los cúmulos observados con MEGARA:

- Algunos de los elementos estudiados muestran dependencias con la edad. [Mg/Fe] y [Si/Fe] presentan una tendencia positiva, pero algunos cúmulos más jóvenes de 0.7 Ga tienen abundancias inesperadamente altas. [Na/Fe] tienen una dependencia decreciente hasta ~ 1.8 Ga y una meseta para edades mayores, mientras que [Al/Fe] tiene una leve pendiente positiva. [Sc/Fe], [Ni/Fe] y [Cu/Fe] tienen tendencias positivas, mientras que [V/Fe], [Co/Fe] y [Zn/Fe] tienen tendencias negativas. Los elementos de captura neutrónica tienen dependencias negativas. Además, encontramos en [Zr/Fe] y [Ba/Fe] un aplanamiento en edades >2.5 Ga.
- La pendiente de [X/Fe] con la edad de los elementos de captura neutrónica depende de en qué proporción estén sintetizados mediante proceso s.
- Encontramos un gradiente radial [Fe/H] decreciente, y un aplanamiento de la pendiente más allá de 11.3 ± 0.8 kpc, la llamada forma de codo (*knee* en inglés). Dentro del radio del codo, las muestras de OCCASO y OCCASO+ tienen gradientes de -0.06 ± 0.02 dex kpc $^{-1}$ y -0.07 ± 0.01 dex kpc $^{-1}$, respectivamente. Fuera del codo, OCCASO+ tiene un gradiente de -0.03 ± 0.01 dex kpc $^{-1}$.
- Los gradientes radiales [X/Fe] de los demás elementos muestran tendencias diferentes según el grupo de nucleosíntesis al que pertenezcan. En algunos casos podemos describir todo el rango de R_{GC} ajustando una sola función lineal (Mg, Si, Ca, Al, Sc, V, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Eu), mientras que en otros es necesario realizar el ajuste con dos funciones lineales (Ti, Na, Cr, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd). Los elementos α muestran gradientes positivos. [Na/Fe] tiene un gradiente negativo en la región interna del disco, que pasa a ser positivo en $R_{GC} = 8.5$ kpc, mientras que la pendiente de [Al/Fe] es positiva en todo el rango. Los elementos de pico del Fe no presentan dependencia con R_{GC} , excepto [Cr/Fe], con gradiente positivo hasta los 8.9 kpc, y [Zn/Fe], con gradiente positivo en todo el rango. Los elementos de captura neutrónica muestran comportamientos diferentes, aunque en general tienen un cambio en el gradiente en torno a $R_{GC} \sim 10$ kpc. Las excepciones son el [Y/Fe] y el [Eu/Fe], con gradientes positivos sin cambios de pendiente.
- El gradiente radial de [Fe/H] muestra una dependencia con la edad, siendo la pendiente más pronunciada a edades mayores. Este cambio en la pendiente parece no ser lineal, ya que el segundo grupo de edad ($1 > \text{edad} > 2$ Ga) tiene un gradiente más pronunciado de lo esperado considerando los demás grupos.

- También encontramos que los cúmulos más jóvenes (edad <1 Ga) no presentan el aplanamiento en el gradiente, el cual sí se observa en los demás grupos de edad. Esto sugiere que el evento que produjo el codo ocurrió hace más de 1 Ga. Esto, junto con la ausencia de cúmulos jóvenes a más de 14 kpc, apoya la hipótesis de que la forma de codo se produjo por migración radial hacia el exterior.
- Al examinar la dependencia del gradiente radial de $[X/Fe]$ con la edad, en general observamos que la tendencia dentro de cada intervalo de edad sigue la dependencia general calculada utilizando cúmulos de todas las edades. Por tanto, no observamos una correlación clara entre estas tendencias y el intervalo de edad. Podemos determinar un límite superior de $\sim 0.01 \text{ dex kpc}^{-1}$ para la magnitud del cambio del gradiente radial con la edad, teniendo en cuenta nuestras incertidumbres. Este es un valor que está muy por debajo de la dependencia encontrada para $[Fe/H]$. El resultado es compatible con que no haya dependencia. Sin embargo, hay indicios de este cambio en ciertos elementos. Mg y Eu parecen mostrar un aumento del gradiente con la edad, mientras que el Ti y el Ni parecen manifestar una disminución.
- Una característica de la dependencia radial de $[Fe/H]$ es la gran dispersión ($>0.3 \text{ dex}$) observada en cualquier posición. Esto se atribuye generalmente a la migración radial, pero la dispersión observada podría deberse a variaciones de la metalicidad con el azimut galáctico. Estudiamos la existencia del gradiente azimutal dividiendo la muestra en intervalos de edad. No encontramos ninguna dependencia del azimut para los cúmulos con edades comprendidas entre 0.1 y 2 Ga. Sin embargo, observamos indicios de una pendiente positiva para los cúmulos abiertos con edades comprendidas entre 2 y 7.3 Ga.
- Encontramos gradientes $\delta[X/Fe]/\delta Z_{\text{max}}$ que se deben principalmente a las dependencias con la edad, ya que desaparecen una vez esta se resta.
- Encontramos valores de $[Fe/H]$ considerablemente inferiores a los esperados para los OCs Auner 1 y Berkeley 102, observados con MEGARA. Estos cúmulos podrían no seguir el patrón de aplanamiento del gradiente radial encontrado para los objetos de OCCASO+, por tanto, podrían no estar afectados por el proceso que produce dicho aplanamiento. Por otra parte, no podemos descartar que los valores de $[Fe/H]$ bajos encontrados en estos dos cúmulos se deban a diferencias sistemáticas con OCCASO+ y se pretende obtener nuevas observaciones con MEGARA de cúmulos observados en la muestra OCCASO para caracterizarlas. Adicionalmente, se compararán las abundancias de estrellas *Gaia FGK benchmark* observadas tanto en OCCASO como en el proyecto MEGASTAR.
- Las abundancias de los elementos estudiados con MEGARA son consistentes con las dependencias encontradas en OCCASO y OCCASO+ para los

gradientes radiales de abundancia, la dependencia entre abundancia y edad, y en la dependencia entre abundancias ($[X/Fe]$ respecto a $[Fe/H]$). En este último diagrama, encontramos que el ratio de abundancia $[Co/Fe]$ y $[Ca/Fe]$ es mayor para estos objetos con $[Fe/H]$ bajos, confirmando las tendencias halladas en OCCASO+.

Capítulo 6

Conclusiones y trabajo futuro

6.1 Conclusiones

Esta tesis contribuye a la comprensión de la evolución química de nuestra Galaxia, al proporcionar nuevas observaciones de cúmulos abiertos en el marco del proyecto OCCASO, así como el análisis de sus abundancias químicas y su cinemática. Estudiamos 25 elementos químicos pertenecientes a los grupos de nucleosíntesis: α , Z impar, pico del Fe y captura neutrónica. El objetivo es el estudio de las dependencias de abundancia con R_{GC} y su evolución temporal, con el azimut, la distancia al plano galáctico, y la dependencia de la abundancia con la edad.

OCCASO es un proyecto dedicado al estudio de estrellas del RC pertenecientes a OCs mediante espectroscopía de alta resolución, $R > 60\,000$, cubriendo un amplio rango de longitudes de onda, $400 \geq \lambda \geq 900$ nm. Desde el inicio del proyecto en 2013 hasta agosto de 2023 se han realizado 38 campañas de observación, de las cuales 21 se han llevado a cabo en el transcurso de la presente tesis. Esto supone un aumento considerable de la cantidad de cúmulos observados en el proyecto OCCASO, pasando de 18 a 71. En total, se han obtenido espectros de 375 estrellas. En este trabajo analizamos los espectros adquiridos hasta diciembre de 2020, obteniendo velocidades radiales de estrellas pertenecientes a 51 OCs. Con la finalidad de determinar de manera precisa las abundancias químicas promedio de cada cúmulo, estudiamos aquellos para los que se han observado al menos 4 estrellas en el RC con $S/N > 50$, lo que reduce la muestra analizada a 194 estrellas pertenecientes a 36 cúmulos. Adicionalmente, estudiamos el disco externo mediante el análisis de dos cúmulos a $R_{GC} > 15$ kpc a partir de observaciones con el instrumento MEGARA en el telescopio GTC. Describimos a continuación los principales resultados del trabajo.

Como se explica en el capítulo 3, estudiamos velocidades radiales para estrellas pertenecientes a 51 OCs, obteniendo velocidades radiales promedio para 47

de ellos. Adicionalmente, obtenemos velocidades radiales para los dos cúmulos observados con MEGARA. Las velocidades radiales se han obtenido mediante correlación cruzada con espectros sintéticos. Las incertidumbres internas típicas, determinadas a partir de la desviación estándar de las mediciones individuales de cada estrella, tienen valores desde 10 m s^{-1} para MERC y NOT1 hasta 21.2 m s^{-1} para CAH2. Al comparar nuestros resultados con la literatura, encontramos pequeñas diferencias sistemáticas, siendo menores que las incertidumbres. En MEGARA las incertidumbres promedio son 630 m s^{-1} . La diferencia en precisión de ambos estudios viene dada por la diferencia en resolución y rango espectral analizados.

Estudiamos la cinemática de los cúmulos, obteniendo en todos los casos valores compatibles con la cinemática del disco. Calculamos las órbitas a partir de nuestras medidas de velocidad radial, las posiciones y los movimientos propios de *Gaia* DR3 (*Gaia* Collaboration et al. 2022b) y las distancias y edades de Cantat-Gaudin et al. (2020) basadas en *Gaia* DR2 (*Gaia* Collaboration et al. 2018). Las órbitas se calculan asumiendo diferentes potenciales y hallamos que incluir los efectos de la barra y los brazos espirales no tiene, en general, un impacto significativo en la determinación de la altura sobre el plano. Sí aumentan la excentricidad, siendo especialmente importante el efecto de la barra. Obtenemos una media un 20 % superior al añadir la barra y un 10 % al añadir los brazos espirales.

Al evaluar el radio medio de la órbita encontramos, en general, que sus valores son inferiores a los del radio actual, especialmente en la región entre 8 y 11 kpc. Esto implica que alrededor del 70 % de los OCs de la muestra OCCASO parecen haberse formado en regiones más internas y han migrado hacia el exterior. La diferencia entre R_{GC} y R_{mean} es mayor al asumir el potencial *MW2014* + barra + brazos.

Independientemente del potencial asumido, la altura sobre el plano y la dispersión de la excentricidad aumentan en función de la edad. Los cúmulos observados con MEGARA tienen valores superiores de Z_{max} respecto a lo encontrado para los cúmulos de OCCASO, para su rango de edad. Esto es esperable debido a que están en la región externa del disco, donde el potencial galáctico es menos importante.

Utilizamos tanto el método de anchura equivalente como el de síntesis espectral para determinar los parámetros atmosféricos y las abundancias químicas de 25 elementos pertenecientes a los principales grupos de nucleosíntesis (capítulo 4). Obtenemos valores de T_{eff} y $\log g$ compatibles entre métodos y, al comparar estos valores con la literatura, obtenemos una muy buena concordancia con APOGEE en ambos parámetros, pero valores ligeramente superiores a los de GALAH y *Gaia* DR3. Las comparaciones con este último catálogo muestran una distribución más ensanchada debido a la menor resolución y al inferior rango espectral del instrumento RVS de *Gaia*. Encontramos una distribución bimodal en T_{eff} al comparar nuestros resultados con los de GES, y una buena concordancia en $\log g$.

Al comparar los valores de abundancia entre métodos, obtenemos un muy buen acuerdo salvo para el Zn, elemento en el que hay una diferencia sistemática de

0.2 dex. Las incertidumbres medias por estrella se encuentran en torno a 0.05 dex, siendo las desviaciones estándar de los cúmulos coherentes con este valor, lo que implica la homogeneidad química de las estrellas de cada cúmulo. Al comparar nuestros resultados de abundancias con la literatura, encontramos un buen acuerdo tanto en las comparaciones estrella a estrella como cúmulo a cúmulo.

En las observaciones realizadas con MEGARA, obtenemos abundancias para los elementos: Fe, Ca, Co, Ni, Ba, y Eu. Son las primeras observaciones del proyecto dedicadas al estudio de cúmulos abiertos en la región externa del disco. Las incertidumbres medias por estrella se encuentran entre 0.04 dex en el Fe, y 0.81 dex en el Eu. La mayor incertidumbre en este elemento se debe a lo débil que es la única línea medida. Para poderlo analizar de manera precisa sería necesario obtener observaciones con mayor S/N y, por tanto, aumentar los tiempos de exposición. Las desviaciones estándar de la abundancia de los cúmulos están entre 0.07 dex para el Fe y 0.3 dex para el Eu.

Con la finalidad de aumentar la cobertura en radio galactocéntrico y azimut, combinamos nuestra muestra con las de los estudios APOGEE, GALAH y GES si los cúmulos analizados tienen propiedades similares a las nuestras: al menos cuatro estrellas observadas en el RC estudiadas en alta resolución, $R > 20\,000$. Llamamos a la muestra combinada OCCASO+, la cual contiene 99 OCs (capítulo 5). Nuestro objetivo es estudiar las dependencias entre abundancia, posición en la galaxia y edad, tanto en la muestra OCCASO como en OCCASO+:

- Los elementos [Mg/Fe] y [Si/Fe] muestran una dependencia positiva con la edad, y algunos cúmulos jóvenes presentan valores inesperadamente altos. Los elementos de pico del Fe tienen dependencias positivas y negativas. La dependencia entre [X/Fe] y edad de los elementos de captura neutrónica depende de la proporción en la que se sintetizan mediante procesos.
- El gradiente radial de [Fe/H] es decreciente y se aplanan a partir de 11.3 ± 0.8 kpc, la llamada forma de codo. En los cúmulos jóvenes, edad < 1 Ga, el gradiente no se aplanan. Esto sugiere que el evento que produjo la forma de codo ocurrió hace más de 1 Ga y apoya la hipótesis de que el aplanamiento se formó por migración radial hacia el exterior.
- Al estudiar el gradiente radial de [Fe/H] para diferentes edades, vemos que su pendiente se hace más pronunciada en los cúmulos más viejos. Además, la dependencia del gradiente con la edad parece ser no lineal, ya que los cúmulos con $1 > \text{edad} > 2$ Ga, presentan una pendiente mayor de lo esperado.
- Los gradientes radiales de [X/Fe] en los demás elementos presentan dependencias diferentes. Los elementos α y el [Zn/Fe] tienen gradientes positivos, mientras que los demás elementos de pico del Fe no manifiestan una pendiente significativa. Los elementos de captura neutrónica muestran dependencias en general positivas.

- Obtenemos una cota superior a la dependencia de los gradientes radiales de $[X/Fe]$ con la edad, estando, en general, muy por debajo de la dependencia encontrada para $[Fe/H]$. El resultado es compatible con que no haya dependencia. Sin embargo, hay indicios de un aumento del gradiente con la edad para Mg y Eu, mientras que el Ti y el Ni parecen mostrar una disminución.
- Estudiamos la existencia del gradiente azimutal dividiendo la muestra en intervalos de edad. No encontramos ninguna dependencia del azimut para los cúmulos con edades comprendidas entre 0.1 y 2 Ga. Sin embargo, observamos indicios de una tendencia positiva para los cúmulos abiertos con edades comprendidas entre 2 y 7.3 Ga.
- Las pendientes de abundancia $[X/Fe]$ en función de Z_{\max} se deben principalmente a su dependencia con la edad, ya que desaparecen una vez esta se resta.

En el estudio de cúmulos realizado con MEGARA, obtenemos valores de $[Fe/H]$ considerablemente inferiores a lo esperado por su posición en el disco. Estos cúmulos podrían no seguir el patrón de aplanamiento del gradiente radial encontrado para los objetos de OCCASO+, por tanto, podrían no estar afectados por el proceso que produce dicho aplanamiento. Por otra parte, no podemos descartar que los valores de $[Fe/H]$ bajos encontrados en estos dos cúmulos se deban a diferencias sistemáticas con la muestra OCCASO+. Las abundancias de los demás elementos estudiados son consistentes con las dependencias encontradas en los gradientes radiales de abundancia, en la dependencia entre abundancia y edad, y en la dependencia entre abundancias ($[X/Fe]$ respecto a $[Fe/H]$). En este último diagrama, encontramos que los ratios de abundancia $[Co/Fe]$ y $[Ca/Fe]$ son mayores para estos objetos con $[Fe/H]$ bajos, confirmando a metalicidades bajas las tendencias encontradas con la muestra OCCASO+.

En definitiva, tanto la muestra OCCASO como OCCASO+ hacen posible el estudio de las dependencias de abundancia con el radio galactocéntrico, la altura respecto al plano galáctico y la edad. Además, OCCASO+ es una muestra con suficiente estadística como para poderla separar en diferentes grupos de edad, y estudiar dependencias como la que existe entre radio galactocéntrico de $[Fe/H]$ y la edad, o la ausencia de esta variación en la mayoría de los gradientes de $[X/Fe]$. También ha hecho posible estudiar la variación de abundancia azimutal. Estas dependencias son esenciales para ajustar los modelos de evolución química galáctica.

De manera adicional, el legado de OCCASO es proporcionar medidas precisas de cúmulos abiertos que podrán utilizarse como muestra de calibración para grandes sondeos espectroscópicos, como los futuros WEAVE y 4MOST.

6.2 Trabajo futuro

Durante esta tesis doctoral se han realizado 12 campañas de observación que se encuentran en el momento presente en proceso de reducción. Esto supondrá analizar la abundancia química de 29 cúmulos abiertos adicionales. Dada la elevada dispersión que encontramos al comparar las abundancias de los cúmulos a un mismo R_{GC} , es esencial estudiar gran cantidad de cúmulos. Esto permitirá estudiar de manera más precisa las dependencias descritas en este trabajo. Los datos de las campañas que quedan por analizar contienen cúmulos en regiones internas del disco galáctico donde la cobertura de la muestra OCCASO era inferior, así como objetos que cubren un rango más amplio de azimut galáctico. Esto último nos permitirá estudiar las variaciones de abundancia en función del azimut a escalas más pequeñas de lo que se ha hecho en este trabajo. En vez de realizar un ajuste general, podremos hacer estudios de variaciones locales.

El estudio presentado en esta tesis está basado en suponer equilibrio termodinámico local al analizar las abundancias químicas. Esta suposición es habitual en el tipo de estrellas que estudiamos, y los análisis preliminares que hemos realizado para algunos elementos, así lo demuestran. No obstante, consideramos necesario llevar a cabo un estudio exhaustivo aplicando las correcciones de no equilibrio termodinámico local para todos los elementos posibles. Debemos asegurarnos de que las dependencias que se atribuyen a procesos de evolución galáctica no estén producidas, o enmascaradas, por la modelización que hacemos de las atmósferas estelares.

En colaboración con el grupo liderado por la Dra. Gražina Tautvaišienė en el *Institute of Theoretical Physics and Astronomy of Vilnius*, Lituania, estamos analizando los elementos C, N y O en la muestra OCCASO. Estos elementos se forman en diferentes etapas de la evolución de estrellas de distintas masas, y sus abundancias relativas varían espacialmente y con la edad, proporcionando información exhaustiva sobre la evolución estelar y galáctica. Las abundancias de C y N cambian en la fotosfera durante la fase de gigante roja, por tanto, su estudio permite diferenciar entre escenarios de mezcla entre capas. El O se produce puramente mediante proceso α , por lo que el estudio de su abundancia es crucial para entender la evolución química galáctica.

En los espectros de OCCASO hemos identificado líneas medibles de los elementos S, K, Ru, Sm, Tb, Dy y W. Empezaremos el análisis de estos elementos como continuación de esta tesis. El S es un elemento α para el que, además, se ha encontrado un comportamiento considerablemente diferente al del O en estrellas cefeidas (da Silva et al. 2023). K es un elemento de número atómico impar, y los demás elementos se producen por captura neutrónica, con una contribución importante de proceso r.

Durante el proyecto OCCASO, además de estudiarse cúmulos abiertos, también se han observado 40 estrellas *Gaia FGK benchmark* (Heiter et al. 2015). Se trata

de una muestra de estrellas utilizadas como referencia, cuya T_{eff} y $\log g$ se derivan de manera independiente a la espectroscopía. Parte de las estrellas que analizamos pertenecen a la nueva lista de objetos de este programa (Soubiran et al. 2023). Además, en muchos de los casos hemos realizado observaciones con varios de los telescopios/instrumentos utilizados en el proyecto. Efectuaremos el análisis espectroscópico de estos objetos con los mismos procedimientos descritos para los cúmulos.

Las dos campañas de observación realizadas para estudiar la región externa del disco galáctico con MEGARA han servido para probar el procedimiento, desde la observación hasta la obtención de abundancias y la evaluación de las precisiones que se pueden conseguir. Vamos a observar con MEGARA cúmulos en común con la muestra OCCASO para caracterizar las posibles diferencias sistemáticas entre estudios. Adicionalmente, se compararán las abundancias de la muestra *Gaia FGK benchmark stars* observadas tanto en OCCASO como en el proyecto MEGASTAR. Continuaremos con esta exploración, con especial interés en estudiar la región entre 16 y 21 kpc, en la cual se han observado pocos cúmulos y además se encuentra más allá del límite en magnitud propuesto para los sondeos de cúmulos abiertos de WEAVE y 4MOST. Gracias a *Gaia* DR3 podemos identificar con precisión los miembros de los cúmulos en esta zona. El análisis de abundancias de cúmulos en esta región es esencial para estudiar el aplanamiento del gradiente de abundancia, y comprender el mecanismo que lo produce.

Apéndice A

Tablas y figuras complementarias

Algunas de las tablas son muy extensas, y en esta sección ponemos ejemplos de las mismas. Las versiones completas se encuentran disponibles en nuestro repositorio.



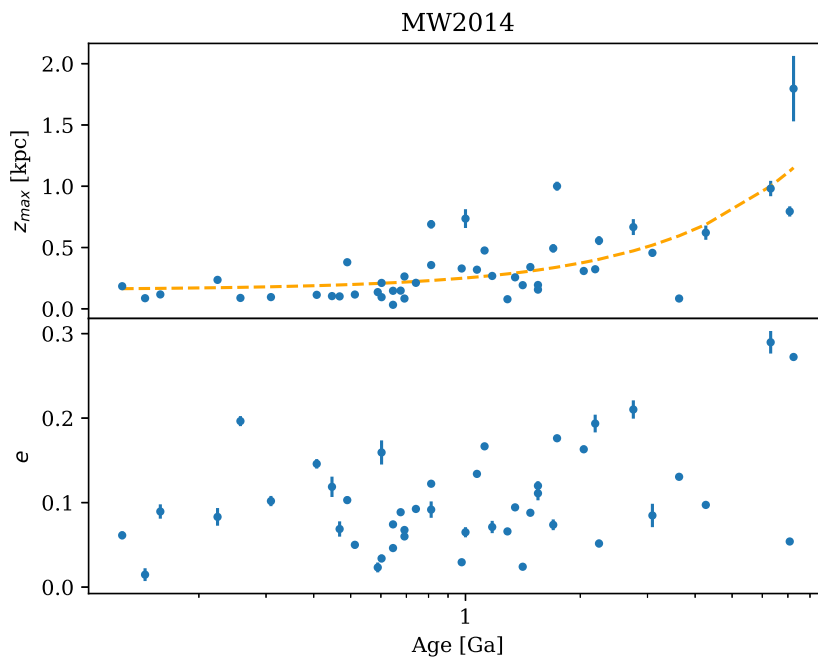


Figura A.1: Dependencia de los parámetros orbitales z_{\max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Asumimos el potencial *MW2014*.

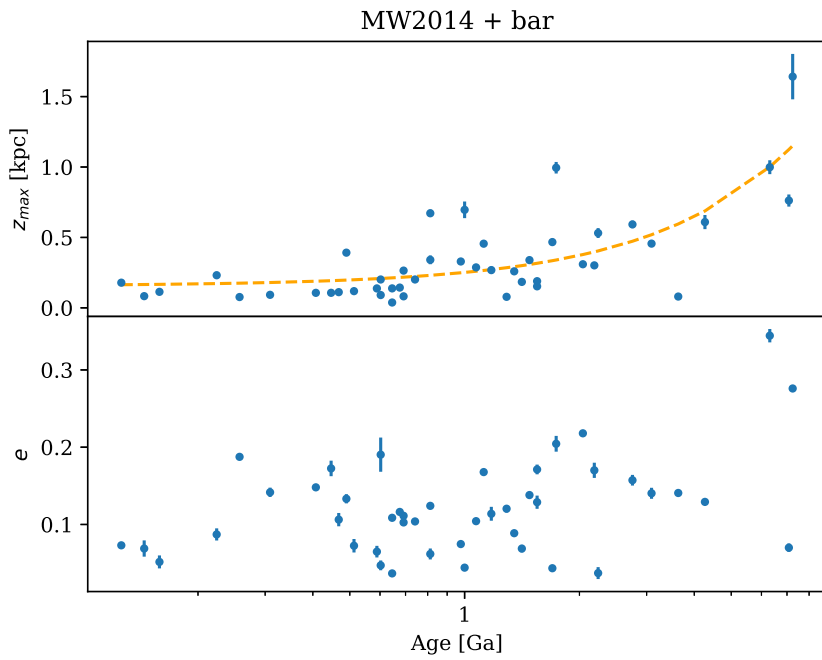


Figura A.2: Dependencia de los parámetros orbitales z_{\max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Asumimos el potencial *MW2014* + barra.

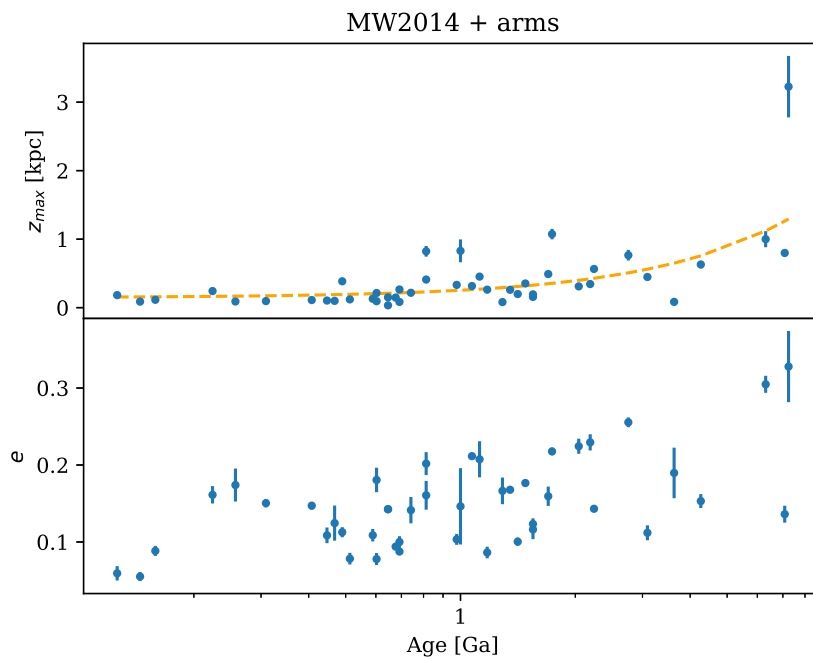


Figura A.3: Dependencia de los parámetros orbitales z_{\max} (arriba) y excentricidad (abajo) en función de la edad del OC. En el panel superior ajustamos los datos con una función exponencial. Asumimos el potencial *MW2014* + brazos.

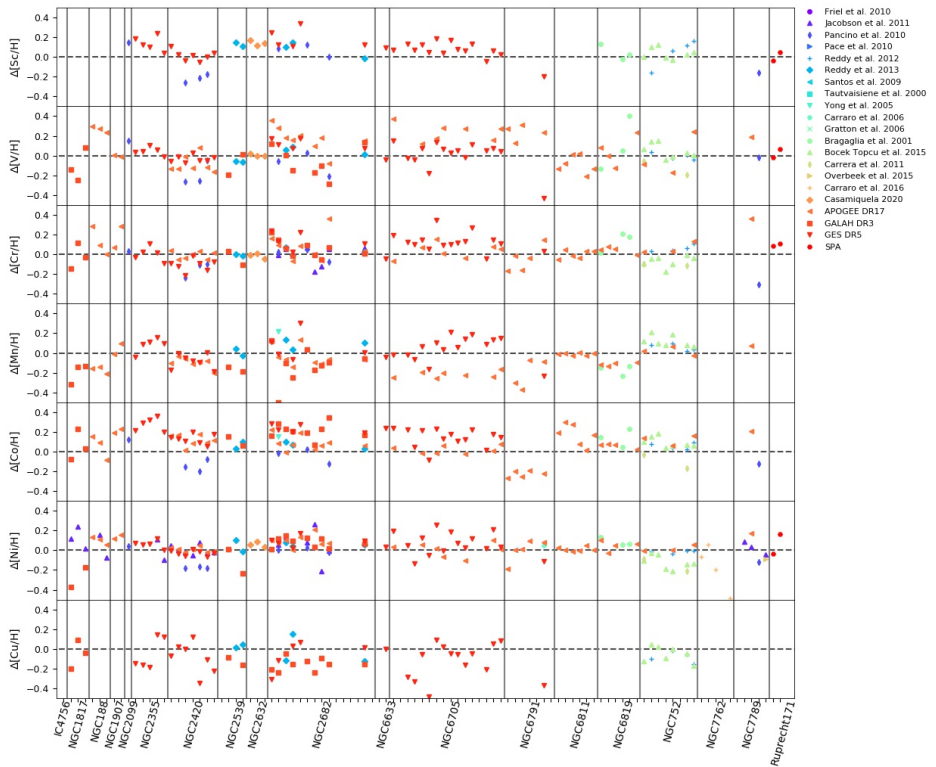


Figura A.5: Igual que Fig. A.4 para otros elementos.

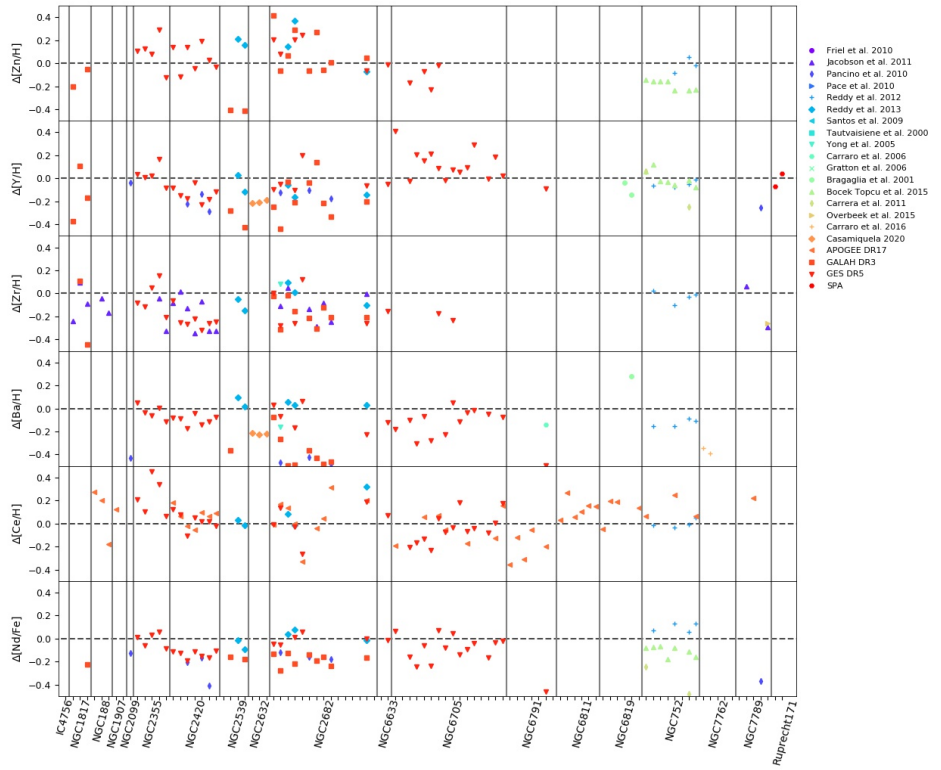


Figura A.6: Igual que Fig. A.4 para otros elementos.

Tabla A.1: Primeras líneas de la tabla de velocidades radiales de las estrellas observadas en OCCASO, listando el cúmulo al que pertenecen, su identificador del catálogo *Gaia* DR3, v_{rad} , desviación estándar de las medidas (v_{scatter}) e incertidumbre en la determinación de v_{rad} por correlación cruzada con el espectro de referencia (v_{err}). La tabla completa está disponible en nuestro repositorio.

Clumulo	GaiaDR3	Gmag	v_{rad} [km s ⁻¹]	v_{scatter} [km s ⁻¹]	v_{err} [km s ⁻¹]	I
ASCC_108	2073376465525258112	11.276	-136.905	0.007	0.024	4
ASCC_108	2073376465525258112	11.276	-136.905	0.007	0.024	4
ASCC_108	2073384368265955840	11.457	-0.069	0.008	0.050	4
ASCC_108	2075277486768878976	10.665	-3.980	0.010	0.001	4
ASCC_108	2061938005559273600	11.212	17.011	0.019	0.001	4
ASCC_108	2073387769880335744	11.048	63.983	0.020	0.083	4
ASCC_108	2073489440345670400	11.075	-57.425	0.020	0.112	4
Alessi_1	402867593065772288	9.573	-4.671	0.028	0.005	2
Berkeley_17	3446831930740457344	14.237	-74.092	0.156	0.001	1
Berkeley_17	3446835435433753472	14.279	-73.889	0.322	0.001	1
Berkeley_17	3446834507720850048	14.395	-73.944	0.173	0.001	1

Marcamos en la columna I la información utilizada de cada estrella, siendo:

- 1, se utiliza para determinar $v_{\text{rad,OC}}$ y la abundancia promedio del OC.
- 2, se utiliza para determinar $v_{\text{rad,OC}}$, pero no para medir la abundancia del OC.
- 3, no se utiliza para determinar $v_{\text{rad,OC}}$, pero sí para medir la abundancia del OC.
- 4, no se utiliza para determinar $v_{\text{rad,OC}}$ ni para medir la abundancia del OC.

Tabla A.2: Parámetros estelares y abundancias químicas para las 194 estrellas estudiadas. Aquí se muestra solo un ejemplo de líneas y columnas. La tabla completa con todos los parámetros atmosféricos y medidas para los 25 elementos químicos está disponible en nuestro repositorio.

Cúmulo	source id <i>Gaia</i> DR3	T_{eff} [K]	$\log g$	GALAF	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{EW}}$
NGC1907	183263711899696768	5215±55	2.77±0.10	1	-0.05±0.01
NGC1907	183263097725025024	5030±55	2.60±0.09	1	-0.03±0.01
NGC1907	183263127784145280	5201±43	2.67±0.12	1	-0.06±0.01
NGC1907	183263127784146176	5273±55	3.04±0.11	4	-0.03±0.01
NGC2099	3451181873619100160	5079±55	2.73±0.12	1	0.07±0.01
NGC2099	3451181766240577024	5047±40	2.60±0.08	1	0.04±0.01
NGC2099	3451180602308805120	5104±40	2.78±0.09	1	0.06±0.01
NGC2099	3451181216484770432	4975±41	2.54±0.10	1	0.03±0.01
NGC2099	3451181667460701440	5115±43	2.78±0.08	1	0.01±0.01
NGC2099	3451179949473813376	5052±46	2.61±0.06	4	0.06±0.01
NGC2099	3451201458669932032	5065±45	2.68±0.07	1	0.06±0.01

GALAF es un marcador de calidad asignado a los valores de GALA derivados en el estudio de cómo las conjeturas iniciales de los parámetros atmosféricos afectan al resultado (ver sec. 4.1.1).

Tabla A.3: Extracto de la tabla con la lista de líneas de EW. La tabla completa está disponible en nuestro repositorio.

Longitud de onda [nm]	Elemento
480.288	Fe1
480.8148	Fe1
480.9938	Fe1
481.0528	Zn1
481.1983	Ni1
481.4590	Ni1
482.3463	Mn1
482.3483	Mn1
482.3495	Mn1
482.3508	Mn1

Tabla A.4: Extracto de la tabla con la lista de líneas de SS. La tabla completa está disponible en nuestro repositorio.

Longitud de onda [nm]	Elemento
480.1025	Cr1
480.288	Fe1
480.8148	Fe1
481.0528	Zn1
481.1983	Ni1
481.4591	Ni1
482.352	Mn1
483.2426	V1
486.9463	Fe1
487.5493	Ti1

Tabla A.5: Primeras columnas de la tabla con las abundancias químicas de los OCs estudiados con OCCASO. La tabla completa está disponible en nuestro repositorio.

Cluster	[Fe/H] [dex]	[Mg/Fe] [dex]	[Si/Fe] [dex]
Berkeley_17	-0.240 ± 0.036	0.142 ± 0.105	0.200 ± 0.025
FSR_0278	0.145 ± 0.053	-0.031 ± 0.026	0.102 ± 0.047
FSR_0850	-0.005 ± 0.020	-0.001 ± 0.120	0.031 ± 0.032
IC_4756	-0.028 ± 0.012	-0.048 ± 0.012	0.053 ± 0.016
NGC_1817	-0.156 ± 0.025	0.019 ± 0.021	0.061 ± 0.013
NGC_188	-0.026 ± 0.074	0.068 ± 0.063	0.164 ± 0.037
NGC_1907	-0.045 ± 0.016	0.034 ± 0.033	0.085 ± 0.022
NGC_2099	0.056 ± 0.029	-0.039 ± 0.012	0.081 ± 0.028
NGC_2354	-0.025 ± 0.039	0.001 ± 0.034	0.086 ± 0.041
NGC_2355	-0.103 ± 0.042	0.015 ± 0.015	0.016 ± 0.041
NGC_2420	-0.216 ± 0.032	0.048 ± 0.017	0.123 ± 0.031
NGC_2539	0.049 ± 0.059	-0.064 ± 0.028	0.072 ± 0.038
NGC_2632	0.234 ± 0.035	-0.062 ± 0.019	0.060 ± 0.034
NGC_2682	0.033 ± 0.040	0.002 ± 0.014	0.101 ± 0.032
NGC_6633	-0.024 ± 0.027	-0.034 ± 0.011	0.073 ± 0.012
NGC_6645	0.117 ± 0.032	-0.008 ± 0.048	0.080 ± 0.025
NGC_6705	0.114 ± 0.072	0.001 ± 0.029	0.186 ± 0.054
NGC_6728	0.024 ± 0.014	-0.031 ± 0.030	0.086 ± 0.040
NGC_6791	0.151 ± 0.144	-0.034 ± 0.247	0.284 ± 0.096
NGC_6811	-0.026 ± 0.022	-0.032 ± 0.016	0.077 ± 0.024
NGC_6819	0.044 ± 0.058	-0.017 ± 0.054	0.090 ± 0.021
NGC_6939	0.030 ± 0.055	0.029 ± 0.063	0.054 ± 0.033
NGC_6940	0.142 ± 0.052	-0.030 ± 0.030	0.037 ± 0.015
NGC_6991	-0.034 ± 0.006	-0.035 ± 0.010	0.059 ± 0.010
NGC_6997	0.218 ± 0.067	-0.059 ± 0.013	0.044 ± 0.037
NGC_7142	-0.003 ± 0.042	-0.033 ± 0.072	0.115 ± 0.041
NGC_7245	-0.011 ± 0.029	-0.062 ± 0.029	0.075 ± 0.041
NGC_752	-0.022 ± 0.022	-0.048 ± 0.033	0.057 ± 0.019
NGC_7762	0.051 ± 0.065	-0.040 ± 0.023	0.027 ± 0.041
NGC_7789	-0.008 ± 0.077	-0.035 ± 0.009	0.086 ± 0.038
Ruprecht_171	0.141 ± 0.038	-0.015 ± 0.034	0.050 ± 0.036
Skiff_J1942+38.6	0.102 ± 0.061	-0.023 ± 0.064	0.058 ± 0.054
UBC_215	0.084 ± 0.048	-0.065 ± 0.014	0.116 ± 0.026
UBC_3	-0.010 ± 0.027	0.065 ± 0.024	0.122 ± 0.049
UBC_59	0.031 ± 0.018	0.006 ± 0.059	0.033 ± 0.041
UBC_6	0.019 ± 0.015	-0.055 ± 0.030	0.047 ± 0.023

Tabla A.6: Elementos de cada una de las muestras utilizados en OCCASO+.

	OCCASO	APOGEE	GALAH	GES
Fe	X	X	X	X
Mg	X	X	X	X
Si	X	X	X	X
Ca	X	X	X	X
Ti	X	X	X	X
Na	X	X	X	X
Al	X	X	X	X
Sc	X	–	–	X
V	X	–	X	X
Cr	X	X	X	X
Mn	X	X	X	X
Co	X	–	X	X
Ni	X	X	X	X
Cu	X	–	X	X
Zn	X	–	X	X
Sr	X	–	–	–
Y	X	–	X	X
Zr	X	–	X	X
Mo	X	–	–	X
Ba	X	–	X	X
La	X	–	X	X
Ce	X	X	–	X
Pr	X	–	–	X
Nd	X	–	X	X
Eu	X	–	X	X

Tabla A.7: Dependencia de la abundancia $[X/Fe]$ con la edad en las muestras OCCASO y OCCASO+ calculado en sec. 5.2. N y ρ son el número de OCs y el coeficiente de correlación de Spearman, respectivamente.

Elemento	OCCASO			OCCASO+		
	$\delta[X/Fe]/\delta\text{Age}$ [dex Ga ⁻¹]	N	ρ	$\delta[X/Fe]/\delta\text{Age}$ [dex Ga ⁻¹]	N	ρ
Mg	0.009 ± 0.007	36	0.21	0.013 ± 0.004	99	0.21
Si	0.017 ± 0.003	36	0.20	0.012 ± 0.003	99	0.20
Ca	-0.001 ± 0.005	36	0.16	0.002 ± 0.004	99	0.13
Ti	0.016 ± 0.006	36	0.39	0.017 ± 0.005	99	0.33
Na	-0.003 ± 0.007	36	-0.38	-0.007 ± 0.005	99	-0.24
Al	0.02 ± 0.005	36	0.37	0.02 ± 0.004	99	0.37
Sc	-0.005 ± 0.004	36	-0.12	0.01 ± 0.004	76	0.30
V	0.011 ± 0.005	36	0.30	0.012 ± 0.004	99	0.29
Cr	0.016 ± 0.005	36	0.38	0.008 ± 0.004	99	0.13
Mn	0.004 ± 0.007	36	0.24	0.005 ± 0.004	99	0.19
Co	0.007 ± 0.005	36	0.12	0.018 ± 0.004	99	0.48
Ni	0.023 ± 0.004	36	0.69	0.016 ± 0.003	99	0.42
Cu	0.014 ± 0.007	36	0.53	0.016 ± 0.006	78	0.42
Zn	0.017 ± 0.010	32	-0.05	0.011 ± 0.004	76	0.24
Sr	-0.070 ± 0.008	35				
Y	-0.022 ± 0.012	36	-0.74	-0.012 ± 0.007	80	-0.26
Zr	-0.027 ± 0.013	35	-0.56	-0.017 ± 0.007	78	-0.37
Mo	-0.022 ± 0.014	36	-0.37	0.0 ± 0.009	80	0.00
Ba	-0.066 ± 0.007	36	-0.69	-0.058 ± 0.011	80	-0.53
La	-0.038 ± 0.013	36	-0.45	-0.016 ± 0.009	80	-0.11
Ce	-0.037 ± 0.019	36	-0.41	-0.014 ± 0.008	94	-0.29
Pr	-0.042 ± 0.021	36	-0.23	-0.004 ± 0.01	80	-0.02
Nd	-0.034 ± 0.012	36	-0.29	-0.016 ± 0.009	80	0.11
Eu	-0.001 ± 0.015	36	0.01	0.01 ± 0.009	80	0.26

Tabla A.8: Gradientes radiales $[X/Fe]$ estudiados mediante MCMC en sec. 5.3 en la muestra OCCASO+. En algunos de los casos, la dependencia puede modelarse ajustando una única función lineal y, en otros, es necesario ajustar dos funciones lineales. Las columnas b1 y m1 son la ordenada en el origen y la pendiente de la primera función lineal, respectivamente. La columna m2 es la pendiente de la segunda función lineal. La posición del codo, el número de OC y el coeficiente de correlación ρ de Spearman se muestran en las tres últimas columnas.

Elemento	b1 [dex]	m1 [dex kpc ⁻¹]	m2 [dex kpc ⁻¹]	codo [kpc]	N	ρ
Mg	-0.086 ± 0.021	0.008 ± 0.002			99	0.30
Si	0.029 ± 0.018	0.005 ± 0.002			99	0.22
Ca	-0.08 ± 0.021	0.008 ± 0.002			99	0.44
Ti	-0.136 ± 0.053	0.018 ± 0.006	0.006 ± 0.005	10.09 ± 1.16	99	0.29
Na	0.571 ± 0.082	-0.046 ± 0.01	0.009 ± 0.008	8.58 ± 0.8	99	-0.16
Al	0.031 ± 0.028	0.007 ± 0.003			99	0.21
Sc	-0.082 ± 0.015	0.012 ± 0.002			76	0.41
V	0.02 ± 0.02	-0.001 ± 0.002			99	0.14
Cr	-0.303 ± 0.058	0.037 ± 0.007	-0.003 ± 0.005	8.86 ± 0.5	99	0.18
Mn	-0.146 ± 0.019	0.003 ± 0.002			99	0.04
Co	-0.066 ± 0.024	0.006 ± 0.003			99	0.16
Ni	-0.037 ± 0.021	0.002 ± 0.002			99	-0.02
Cu	-0.15 ± 0.036	0.003 ± 0.004			78	0.11
Zn	-0.158 ± 0.025	0.01 ± 0.004			76	0.52
Y	-0.031 ± 0.036	0.012 ± 0.004			80	0.35
Zr	-0.241 ± 0.09	0.039 ± 0.011	-0.024 ± 0.008	9.63 ± 0.41	78	0.12
Mo	-0.169 ± 0.084	0.034 ± 0.01	-0.014 ± 0.02	11.02 ± 1.27	80	0.34
Ba	-0.065 ± 0.133	0.04 ± 0.016	-0.018 ± 0.017	10.14 ± 1.11	80	0.21
La	-0.176 ± 0.093	0.033 ± 0.011	0.014 ± 0.021	11.27 ± 1.3	80	0.31
Ce	-0.012 ± 0.07	0.017 ± 0.008	0.005 ± 0.015	11.14 ± 1.37	94	0.25
Pr	-0.438 ± 0.118	0.049 ± 0.015	-0.002 ± 0.014	10.12 ± 0.94	80	0.37
Nd	-0.367 ± 0.095	0.050 ± 0.012	0.015 ± 0.014	10.52 ± 1.31	80	0.52
Eu	-0.230 ± 0.041	0.034 ± 0.004			80	0.62

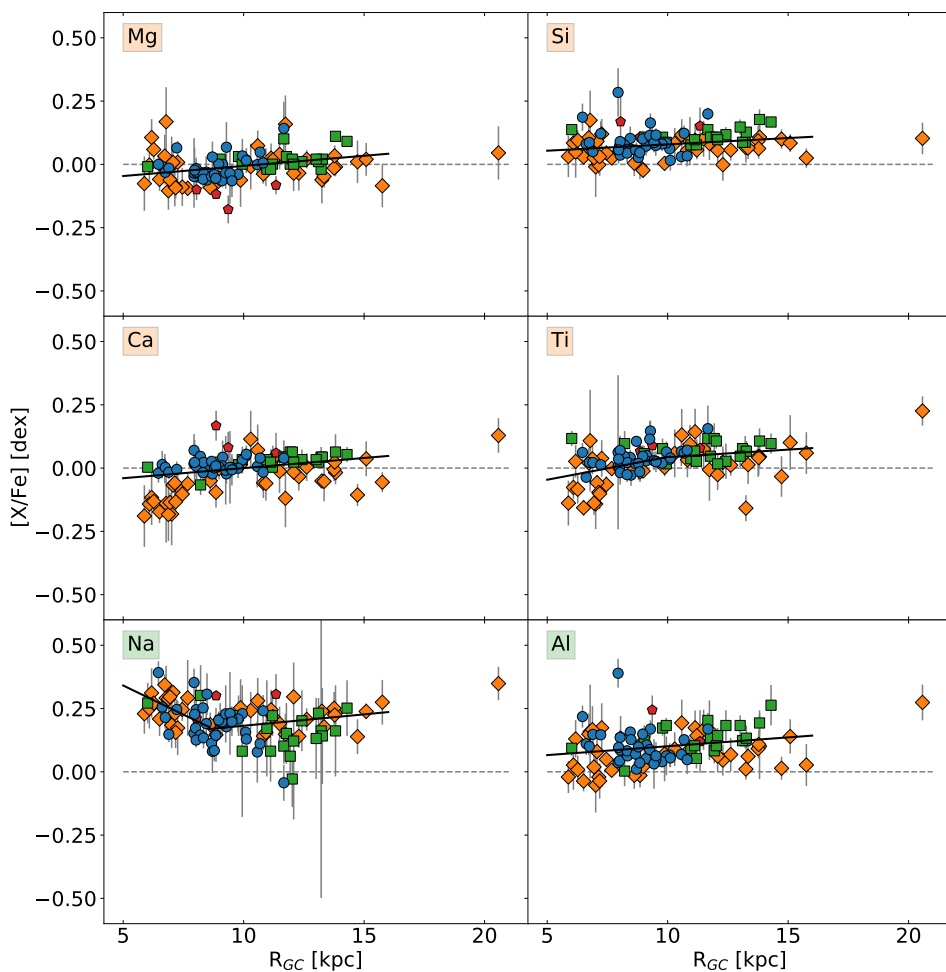


Figura A.7: Dependencia de $[X/Fe]$ con el radio galactocéntrico para los cúmulos de la muestra OCCASO+. Las fuentes originales son OCCASO (círculos azules), GES DR5 (diamantes naranja), APOGEE DR17 (cuadrados verdes) y GALAH DR3 (pentágonos rojos). Los elementos representados son Mg, Si, Ca, Ti, Na y Al.

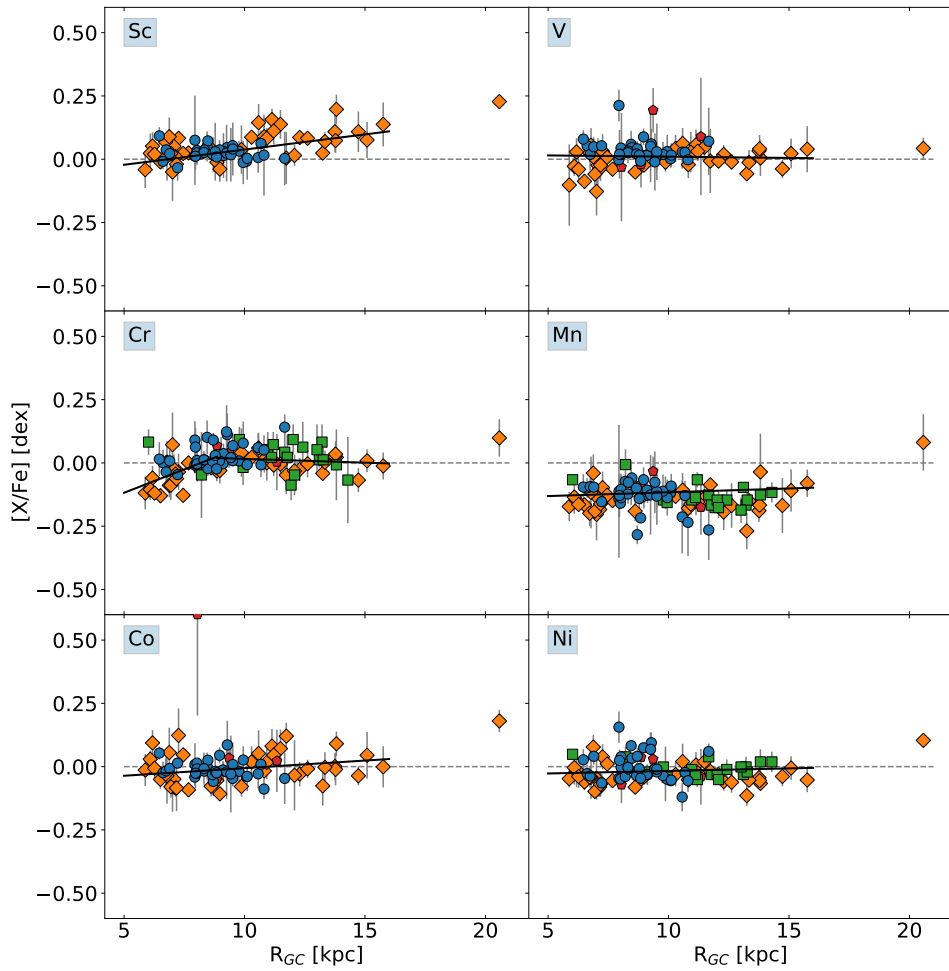


Figura A.8: Igual que la fig. A.7 para los elementos Sc, V, Cr, Mn, Co y Ni.

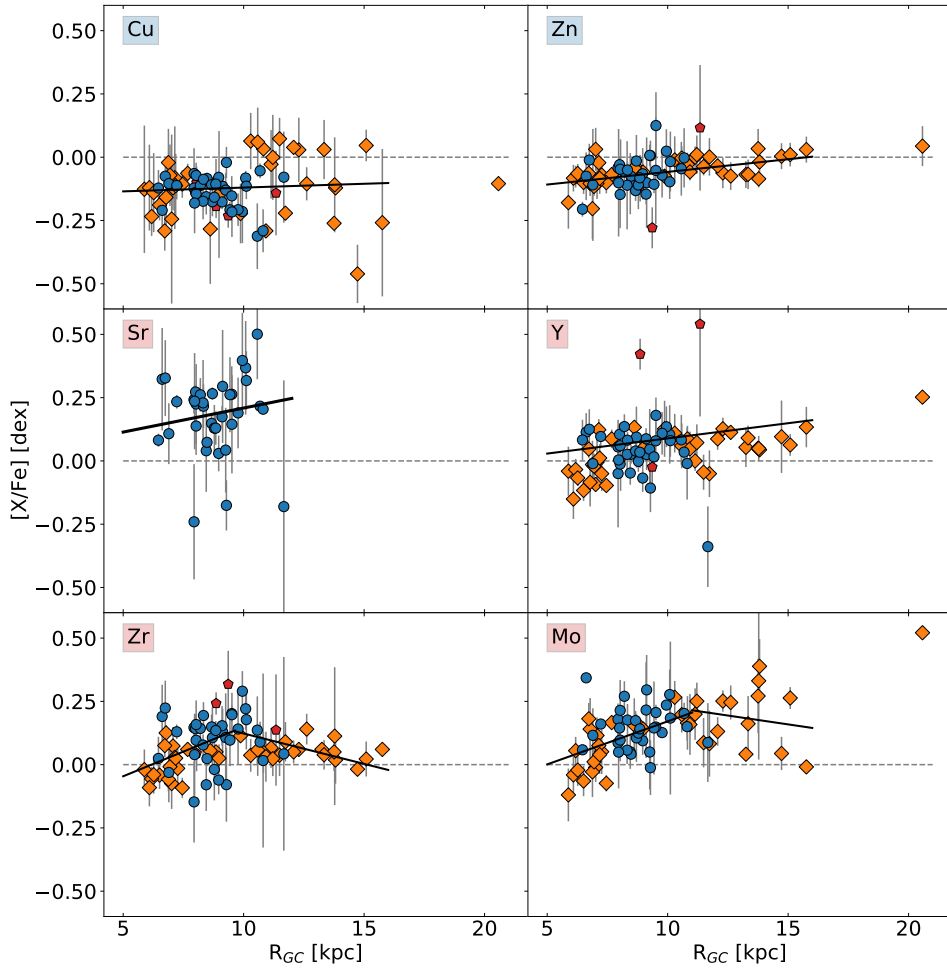


Figura A.9: Igual que la fig. A.7 para los elementos Cu, Zn, Sr, Y, Zr y Mo.

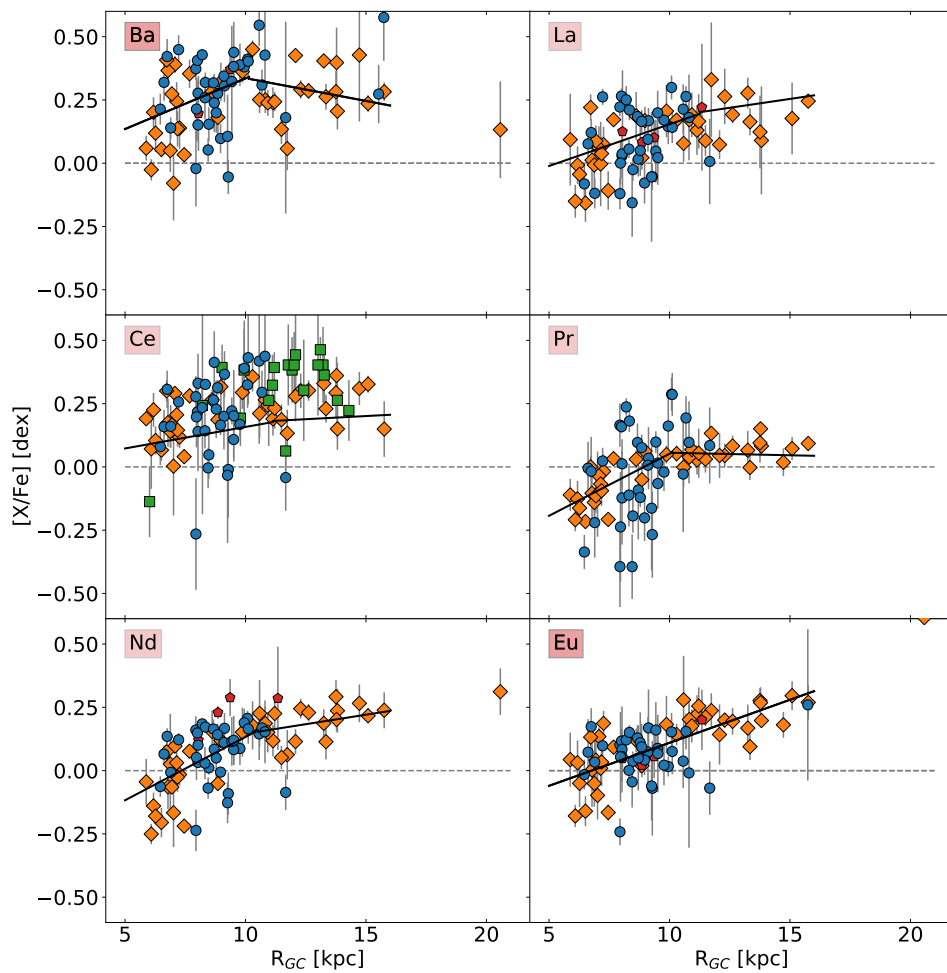


Figura A.10: Igual que la fig. A.7 para los elementos Ba, La, Ce, Pr, Nd y Eu.

Tabla A.9: Cambio con la edad de los gradientes radial y azimutal de [Fe/H] estudiados con una regresión multilineal en la sec. 5.5. Analizamos las muestras OCCASO y OCCASO+ y reanalizamos las demás. El número de OCs por cada rango de edad y coeficiente de correlación ρ de Spearman se encuentran en la sexta y séptima columna, respectivamente.

Muestra	Edades [Ga]	Gradiente radial	Gradiente azimutal	N	ρ
		$\delta[\text{Fe}/\text{H}]/\delta R_{\text{GC}}$ [dex kpc $^{-1}$]	$\delta[\text{Fe}/\text{H}]/\delta\Phi$ [dex deg $^{-1}$]		
OCCASO	0.1 - 1	-0.022±0.007	-0.0034±0.0016	15	0.33
OCCASO	1 - 2	-0.069±0.016	0.0048±0.0026	11	0.83
OCCASO	2 - 3	-0.026±0.038	-0.0024±0.0049	4	0.34
OCCASO	3 - 7.3	-0.101±0.019	0.0003±0.0043	5	0.87
OCCASO+	0.1 - 1	-0.051±0.004	0.0001±0.0007	39	0.79
OCCASO+	1 - 2	-0.060±0.004	-0.0003±0.0007	29	0.87
OCCASO+	2 - 3	-0.041±0.004	0.0026±0.0008	14	0.92
OCCASO+	3 - 7.3	-0.088±0.008	0.003±0.0019	15	0.83
Myers et al. (2022)	0.1 - 1	-0.053±0.002	0.0016±0.0002	39	0.74
Myers et al. (2022)	1 - 2	-0.056±0.002	0.0000±0.0004	20	0.91
Myers et al. (2022)	2 - 3	-0.026±0.005	0.0063±0.0007	11	0.92
Myers et al. (2022)	3 - 7.3	-0.046±0.002	0.0074±0.0006	12	0.84
Spina et al. (2021)	0.1 - 1	-0.064±0.002	0.0007±0.0002	57	0.80
Spina et al. (2021)	1 - 2	-0.062±0.005	0.0003±0.0007	22	0.77
Spina et al. (2021)	2 - 3	-0.041±0.003	0.0052±0.0005	10	0.97
Spina et al. (2021)	3 - 7.3	-0.060±0.003	0.0037±0.0009	16	0.78
GES23	0.1 - 1	-0.044±0.006	-0.0014±0.0011	23	0.76
GES23	1 - 2	-0.058±0.005	0.0005±0.0011	17	0.88
GES23	2 - 3	-0.048±0.015	0.0057±0.0026	7	0.86
GES23	3 - 7.3	-0.038±0.004	0.0072±0.0012	12	0.77
<i>Gaia</i> DR3	0.1 - 1	-0.050±0.003	0.0002±0.0004	303	0.43
<i>Gaia</i> DR3	1 - 2	-0.056±0.008	-0.0012±0.0008	48	0.52
<i>Gaia</i> DR3	2 - 3	-0.079±0.012	0.0000±0.0014	25	0.57
<i>Gaia</i> DR3	3 - 7.3	-0.067±0.019	0.0041±0.0017	13	0.71

Bibliografía

- Abdurro'uf, Accetta, K., Aerts, C., et al. 2022, ApJS, 259, 35
- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012, A&A, 545, A32
- Allende Prieto, C., Beers, T. C., Wilhelm, R., et al. 2006, ApJ, 636, 804
- Allende Prieto, C., Koesterke, L., Hubeny, I., et al. 2018, A&A, 618, A25
- Anders, F., Chiappini, C., Minchev, I., et al. 2017, A&A, 600, A70
- Anders, F., Gispert, P., Ratcliffe, B., et al. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2304.08276
- Anders, F., Khalatyan, A., Queiroz, A. B. A., et al. 2022, A&A, 658, A91
- Antoja, T., Figueras, F., Romero-Gómez, M., et al. 2011, MNRAS, 418, 1423
- Arellano-Córdova, K. Z., Esteban, C., García-Rojas, J., & Méndez-Delgado, J. E. 2020, MNRAS, 496, 1051
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, , 47, 481
- Balser, D. S., Rood, R. T., Bania, T. M., & Anderson, L. D. 2011, ApJ, 738, 27
- Battistini, C. & Bensby, T. 2015, A&A, 577, A9
- Bergemann, M. & Gehren, T. 2008, A&A, 492, 823
- Bergemann, M., Pickering, J. C., & Gehren, T. 2010, MNRAS, 401, 1334
- Bisterzo, S., Pompeia, L., Gallino, R., et al. 2005, , 758, 284
- Bisterzo, S., Travaglio, C., Gallino, R., Wiescher, M., & Käppeler, F. 2014, ApJ, 787, 10
- Bisterzo, S., Travaglio, C., Wiescher, M., Käppeler, F., & Gallino, R. 2017, ApJ, 835, 97
- Blanco-Cuaresma, S. 2019, MNRAS, 486, 2075

- Blanco-Cuaresma, S., Soubiran, C., Heiter, U., & Jofré, P. 2014, *A&A*, 569, A111
- Boeche, C., Siebert, A., Piffl, T., et al. 2014, *A&A*, 568, A71
- Boeche, C., Siebert, A., Piffl, T., et al. 2013, *A&A*, 559, A59
- Bovy, J. 2015, *ApJS*, 216, 29
- Bovy, J., Leung, H. W., Hunt, J. A. S., et al. 2019, *MNRAS*, 490, 4740
- Bragaglia, A., Sestito, P., Villanova, S., et al. 2008, *A&A*, 480, 79
- Bragaglia, A. & Tosi, M. 2006, *AJ*, 131, 1544
- Bragança, G. A., Daflon, S., Lanz, T., et al. 2019, *A&A*, 625, A120
- Buder, S., Sharma, S., Kos, J., et al. 2021, *MNRAS*, 506, 150
- Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., et al. 2020, *A&A*, 640, A1
- Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., et al. 2018, *A&A*, 618, A93
- Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Zaggia, S., et al. 2014, *A&A*, 569, A17
- Carrasco, E., Gil de Paz, A., Gallego, J., et al. 2018, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 10702, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII*, ed. C. J. Evans, L. Simard, & H. Takami, 1070216
- Carrera, R., Bragaglia, A., Cantat-Gaudin, T., et al. 2019, *A&A*, 623, A80
- Carrera, R., Casamiquela, L., Carbajo-Hijarrubia, J., et al. 2022, *A&A*, 658, A14
- Carrera, R. & Pancino, E. 2011, *A&A*, 535, A30
- Carrera, R., Rodríguez Espinosa, L., Casamiquela, L., et al. 2017, *MNRAS*, 470, 4285
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., et al. 2011, *A&A*, 530, A138
- Casamiquela, L., Blanco-Cuaresma, S., Carrera, R., et al. 2019, *MNRAS*, 490, 1821
- Casamiquela, L., Carrera, R., Balaguer-Núñez, L., et al. 2018, *A&A*, 610, A66
- Casamiquela, L., Carrera, R., Blanco-Cuaresma, S., et al. 2017, *MNRAS*, 470, 4363
- Casamiquela, L., Carrera, R., Jordi, C., et al. 2016, *MNRAS*, 458, 3150
- Casamiquela, L., Soubiran, C., Jofré, P., et al. 2021, *A&A*, 652, A25
- Casamiquela, L., Tarricq, Y., Soubiran, C., et al. 2020, *A&A*, 635, A8

- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. 2020, *A&A*, 635, A45
- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., Cantat-Gaudin, T., & Balaguer-Núñez, L. 2019, *A&A*, 627, A35
- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. 2018, *A&A*, 618, A59
- Cavichia, O., Mollá, M., Costa, R. D. D., & Maciel, W. J. 2014, *MNRAS*, 437, 3688
- Chamorro-Cazorla, M., Gil de Paz, A., Castillo-Morales, Á., et al. 2023, *A&A*, 670, A117
- Conrad, C., Scholz, R. D., Kharchenko, N. V., et al. 2014, *A&A*, 562, A54
- Cox, D. P. & Gómez, G. C. 2002, *ApJS*, 142, 261
- Cristallo, S., Straniero, O., Gallino, R., et al. 2009, *ApJ*, 696, 797
- Cristallo, S., Straniero, O., Piersanti, L., & Gobrecht, D. 2015, *ApJS*, 219, 40
- da Silva, R., Crestani, J., Bono, G., et al. 2022, *A&A*, 661, A104
- da Silva, R., D’Orazi, V., Palla, M., et al. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2308.01928
- Dafon, S. & Cunha, K. 2004, *ApJ*, 617, 1115
- Davies, B., Origlia, L., Kudritzki, R.-P., et al. 2009, *ApJ*, 696, 2014
- De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 2604
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4008, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, ed. M. Iye & A. F. Moorwood, 534–545
- Delgado Mena, E., Moya, A., Adibekyan, V., et al. 2019, *A&A*, 624, A78
- Delgado Mena, E., Tsantaki, M., Adibekyan, V. Z., et al. 2017, *A&A*, 606, A94
- Dias, W. S., Monteiro, H., Caetano, T. C., et al. 2014, *A&A*, 564, A79
- Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., et al. 2021, *MNRAS*, 504, 356
- Donati, P., Coccozza, G., Bragaglia, A., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 1411
- Donor, J., Frinchaboy, P. M., Cunha, K., et al. 2020, *AJ*, 159, 199
- D’Orazi, V., Magrini, L., Randich, S., et al. 2009, *ApJL*, 693, L31

- Dotter, A., Conroy, C., Cargile, P., & Asplund, M. 2017, *ApJ*, 840, 99
- Ferrers, N. 1877, *Q. J. Pure Appl. Math.*, 14,1
- Foreman-Mackey, D., Conley, A., Meierjurgen Farr, W., et al. 2013, emcee: The MCMC Hammer, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1303.002
- Freeman, K. & Bland-Hawthorn, J. 2002, , 40, 487
- Freiburghaus, C., Rosswog, S., & Thielemann, F. K. 1999, *ApJL*, 525, L121
- Friel, E. D. 2013, in *Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 5: Galactic Structure and Stellar Populations*, ed. T. D. Oswalt & G. Gilmore, Vol. 5, 347
- Friel, E. D., Jacobson, H. R., & Pilachowski, C. A. 2005, *AJ*, 129, 2725
- Friel, E. D., Janes, K. A., Tavares, M., et al. 2002, *AJ*, 124, 2693
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, *A&A*, 649, A1
- Gaia* Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *A&A*, 616, A1
- Gaia* Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, *A&A*, 595, A1
- Gaia* Collaboration, Recio-Blanco, A., Kordopatis, G., et al. 2022a, arXiv e-prints, arXiv:2206.05534
- Gaia* Collaboration, Vallenari, A., Brown, A. G. A., et al. 2022b, arXiv e-prints, arXiv:2208.00211
- Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., et al. 1998, *ApJ*, 497, 388
- Gallino, R., Bisterzo, S., Straniero, O., Ivans, I. I., & Käppeler, F. 2006, , 77, 786
- Geller, A. M., Latham, D. W., & Mathieu, R. D. 2015a, *AJ*, 150, 97
- Geller, A. M., Latham, D. W., & Mathieu, R. D. 2015b, *AJ*, 150, 97
- Geller, A. M., Mathieu, R. D., Harris, H. C., & McClure, R. D. 2008, *AJ*, 135, 2264
- Genovali, K., Lemasle, B., Bono, G., et al. 2014, *A&A*, 566, A37
- Gil de Paz, A., Carrasco, E., Gallego, J., et al. 2018, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 10702, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII*, ed. C. J. Evans, L. Simard, & H. Takami, 1070217
- Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., et al. 2012, *The Messenger*, 147, 25

- Gómez-Álvarez, P., Castillo, A., Iglesias-Páramo, J., et al. 2018, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 10707, Software and Cyberinfrastructure for Astronomy V, ed. J. C. Guzman & J. Ibsen, 107071L
- Gray, R. 2010, Documentation for Spectrum v2.76
- Gray, R. O. & Corbally, C. J. 1994, *AJ*, 107, 742
- Grevesse, N., Asplund, M., & Sauval, A. J. 2007, , 130, 105
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486, 951
- Hanuschik, R. W. 2003, *A&A*, 407, 1157
- Hawkins, K. 2023, *MNRAS*[[arXiv]2207.04542]
- Heiter, U., Jofré, P., Gustafsson, B., et al. 2015, *A&A*, 582, A49
- Heiter, U., Lind, K., Asplund, M., et al. 2015, *Physica Scripta*, 90, 054010
- Heiter, U., Lind, K., Bergemann, M., et al. 2021, *A&A*, 645, A106
- Jackson, R. J., Jeffries, R. D., Wright, N. J., et al. 2020, *MNRAS*, 496, 4701
- Jacobson, H. R., Friel, E. D., & Pilachowski, C. A. 2011, *AJ*, 141, 58
- Janes, K. A. 1979, *ApJS*, 39, 135
- Jasniewicz, G. & Mayor, M. 1988, *A&A*, 203, 329
- Jenkins, A. & Binney, J. 1990, *MNRAS*, 245, 305
- Jofré, P., Heiter, U., Soubiran, C., et al. 2014, *A&A*, 564, A133
- Karakas, A. I. & Lattanzio, J. C. 2014, , 31, e030
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S., & Scholz, R. D. 2013, *A&A*, 558, A53
- Kobayashi, C., Karakas, A. I., & Lugaro, M. 2020, *ApJ*, 900, 179
- Korotin, S. A., Andrievsky, S. M., Hansen, C. J., et al. 2015, *A&A*, 581, A70
- Kubryk, M., Prantzos, N., & Athanassoula, E. 2015, *A&A*, 580, A126
- Kurucz, R. L. 2005, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8, 14
- Lagarde, N., Decressin, T., Charbonnel, C., et al. 2012, *A&A*, 543, A108

- Lillo-Box, J., Aceituno, J., Pedraz, S., et al. 2020, MNRAS, 491, 4496
- Luck, R. E., Kovtyukh, V. V., & Andrievsky, S. M. 2006, AJ, 132, 902
- Maciel, W. J., Quireza, C., & Costa, R. D. D. 2007, A&A, 463, L13
- Magrini, L., Randich, S., Kordopatis, G., et al. 2017, A&A, 603, A2
- Magrini, L., Randich, S., Romano, D., et al. 2014, A&A, 563, A44
- Magrini, L., Sestito, P., Randich, S., & Galli, D. 2009, A&A, 494, 95
- Magrini, L., Viscasillas Vázquez, C., Casali, G., et al. 2022, Universe, 8, 64
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2017, AJ, 154, 94
- Matteucci, F. 2012, Chemical Evolution of Galaxies
- Méndez-Delgado, J. E., Amayo, A., Arellano-Córdova, K. Z., et al. 2022, MNRAS, 510, 4436
- Mermilliod, J. C. & Mayor, M. 1990, A&A, 237, 61
- Mermilliod, J. C., Mayor, M., & Udry, S. 2008, A&A, 485, 303
- Mermilliod, J. C., Mayor, M., & Udry, S. 2009, A&A, 498, 949
- Mikolaitis, Š., Drazdauskas, A., Minkevičiūtė, R., et al. 2019, A&A, 628, A49
- Milliman, K. E., Mathieu, R. D., Geller, A. M., et al. 2014, AJ, 148, 38
- Minchev, I. & Famaey, B. 2010, in EAS Publications Series, Vol. 45, EAS Publications Series, 299–302
- Minniti, J. H., Sbordone, L., Rojas-Arriagada, A., et al. 2020, A&A, 640, A92
- Molenda-Żakowicz, J., Brogaard, K., Niemczura, E., et al. 2014, MNRAS, 445, 2446
- Mollá, M., García-Vargas, M. L., Millán-Irigoyen, I., et al. 2023, MNRAS, 519, 5472
- Mucciarelli, A., Pancino, E., Lovisi, L., Ferraro, F. R., & Lapenna, E. 2013, ApJ, 766, 78
- Myers, N., Donor, J., Spoo, T., et al. 2022, AJ, 164, 85
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, ApJ, 490, 493
- Negueruela, I., Chené, A. N., Tabernero, H. M., et al. 2021, MNRAS, 505, 1618
- Netopil, M., Paunzen, E., Heiter, U., & Soubiran, C. 2016, A&A, 585, A150

- Nine, A. C., Milliman, K. E., Mathieu, R. D., et al. 2020, *AJ*, 160, 169
- Nishimura, S., Kotake, K., Hashimoto, M.-a., et al. 2006, *ApJ*, 642, 410
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
- Pancino, E., Carrera, R., Rossetti, E., & Gallart, C. 2010, *A&A*, 511, A56
- Pascual, S., Cardiel, N., Pica4x6, Gil De Paz, A., & Acasmor. 2022, [guaix-ucm/megaradrp](https://github.com/guaix-ucm/megaradrp): Release v0.12.1, Zenodo
- Plez, B. 2012, *Turbospectrum*: Code for spectral synthesis, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1205.004
- Prantzos, N., Abia, C., Cristallo, S., Limongi, M., & Chieffi, A. 2020, *MNRAS*, 491, 1832
- Prantzos, N., Abia, C., Limongi, M., Chieffi, A., & Cristallo, S. 2018, *MNRAS*, 476, 3432
- Quillen, A. C., Minchev, I., Bland-Hawthorn, J., & Haywood, M. 2009, *MNRAS*, 397, 1599
- Randich, S., Gilmore, G., Magrini, L., et al. 2022, *arXiv e-prints*, arXiv:2206.02901
- Raskin, G., van Winckel, H., Hensberge, H., et al. 2011, *A&A*, 526, A69
- Reddy, A. B. S. & Lambert, D. L. 2017, *ApJ*, 845, 151
- Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al. 2019, *ApJ*, 885, 131
- Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al. 2014, *ApJ*, 783, 130
- Roesslein, M., Wolf, M., Wampfler, B., & Wegscheider, W. 2007, *Springer*, 12, 495
- Romano, D. & Matteucci, F. 2007, *MNRAS*, 378, L59
- Romero-Gómez, M., Athanassoula, E., Antoja, T., & Figueras, F. 2011, *MNRAS*, 418, 1176
- Romero-Gómez, M., Figueras, F., Antoja, T., Abedi, H., & Aguilar, L. 2015, *MNRAS*, 447, 218
- Sales-Silva, J. V., Daflon, S., Cunha, K., et al. 2022, *ApJ*, 926, 154
- Schönrich, R., Binney, J., & Dehnen, W. 2010, *MNRAS*, 403, 1829
- Sellwood, J. A. & Binney, J. J. 2002, *MNRAS*, 336, 785
- Sestito, P., Bragaglia, A., Randich, S., et al. 2008, *A&A*, 488, 943

- Smiljanic, R., Korn, A. J., Bergemann, M., et al. 2014, *A&A*, 570, A122
- Smiljanic, R., Romano, D., Bragaglia, A., et al. 2016, *A&A*, 589, A115
- Soubiran, C., Cantat-Gaudin, T., Romero-Gómez, M., et al. 2018a, *A&A*, 619, A155
- Soubiran, C., Creevey, O., Lagarde, N., et al. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2310.11302
- Soubiran, C., Jasniewicz, G., Chemin, L., et al. 2018b, *A&A*, 616, A7
- Spina, L., Magrini, L., & Cunha, K. 2022, *Universe*, 8, 87
- Spina, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2016, *A&A*, 593, A125
- Spina, L., Nordlander, T., Casey, A. R., et al. 2020, *ApJ*, 895, 52
- Spina, L., Ting, Y. S., De Silva, G. M., et al. 2021, *MNRAS*, 503, 3279
- Spitzer, Lyman, J. & Schwarzschild, M. 1951, *ApJ*, 114, 385
- Stanghellini, L. & Haywood, M. 2018, *ApJ*, 862, 45
- Stetson, P. B. & Pancino, E. 2008, *PASP*, 120, 1332
- Surman, R., McLaughlin, G. C., Ruffert, M., Janka, H. T., & Hix, W. R. 2008, *ApJL*, 679, L117
- Tarricq, Y., Soubiran, C., Casamiquela, L., et al. 2021, *A&A*, 647, A19
- Tautvaišienė, G., Viscasillas Vázquez, C., Mikolaitis, Š., et al. 2021, *A&A*, 649, A126
- Telting, J. H., Avila, G., Buchhave, L., et al. 2014, *Astronomische Nachrichten*, 335, 41
- Thygesen, A. O., Frandsen, S., Bruntt, H., et al. 2012, *A&A*, 543, A160
- Tinsley, B. M. 1979, *ApJ*, 229, 1046
- Tofflemire, B. M., Gosnell, N. M., Mathieu, R. D., & Platais, I. 2014, *AJ*, 148, 61
- Tonry, J. & Davis, M. 1979, *AJ*, 84, 1511
- Viscasillas Vázquez, C., Magrini, L., Casali, G., et al. 2022, *A&A*, 660, A135
- Watson, D., Hansen, C. J., Selsing, J., et al. 2019, *Nature*, 574, 497
- Wisnioski, E., Förster Schreiber, N. M., Wuyts, S., et al. 2015, *ApJ*, 799, 209
- Woodsley, S. E., Wilson, J. R., Mathews, G. J., Hoffman, R. D., & Meyer, B. S. 1994, *ApJ*, 433, 229
- Yong, D., Carney, B. W., & Friel, E. D. 2012, *AJ*, 144, 95

