

Abundancias de oxígeno y silicio en estrellas B de
tipo temprano situadas en el vecindario solar
observadas por el proyecto IACOB

Enrique Miguel García Zamora

July 2, 2019

Contents

1	Introducción y justificación científica	3
2	Objetivos	4
3	Métodos	5
3.1	General	5
3.2	Obtención de la velocidad radial (v_{rad})	7
3.3	Obtención de la velocidad rotacional proyectada ($v \sin i$)	8
3.4	Cálculo de las anchuras equivalentes (EW)	9
3.5	Determinación de la temperatura efectiva (T_{eff}) y la gravedad superficial ($\log g$) de la estrella	10
3.6	Determinación de las abundancias (ϵ_{Si} y ϵ_O)	12
4	Análisis y resultados	14
4.1	Determinación de la velocidad radial y la velocidad rotacional proyectada	14
4.2	Determinación de la temperatura efectiva y la gravedad superficial	16
4.3	Determinación de abundancias	22
4.3.1	Elección de líneas espectrales	24
4.3.2	Abundancia de silicio	25
4.3.3	Abundancia de oxígeno	27
4.3.4	Segunda determinación de ϵ_O	29
5	Discusión de resultados	33
5.1	Temperaturas y gravedades superficiales	33
5.2	Abundancias	33
5.3	Grado de inhomogeneidad de ϵ_{Si} y ϵ_O en estrellas B de la vecindad solar	34
6	Conclusiones	38
7	English summary	39
8	Bibliografía	42

1 Introducción y justificación científica

Tradicionalmente, se utiliza el Sol como estándar de abundancias en el vecindario solar. Sin embargo, esta elección puede no ser la más adecuada, ya que se puede ver afectado por factores como la evolución química del medio interestelar, con lo que las abundancias solares no serían representativas de la actualidad; o la posible migración del Sol en la galaxia, con lo que sus abundancias no serían representativas del entorno en el que se encuentra (Nieva & Przybilla, 2012).

Las estrellas de tipo B temprano dentro de la secuencia principal constituyen buenas sondas para medir la composición actual de la región galáctica en que se encuentran. Son estrellas que viven poco tiempo, del orden de 10^7 años, con lo cual no se alejan mucho del punto de la galaxia en que se formaron ni la composición de la galaxia variará significativamente entre el momento de su formación y el momento en que se toman sus espectros. Adicionalmente, su composición no se ve afectada por depleción en granos de polvo ni por afloramiento convectivo del material interno de la estrella. (Nieva & Przybilla, 2012).

Además, los espectros de las estrellas de tipo B temprano en la secuencia principal tienen la ventaja de ser muy limpios en el óptico, de manera que tenemos relativamente pocas líneas metálicas fáciles de medir, al contrario de los espectros más abarrotados que se encuentran en los tipos espectrales tardíos. También tienen la ventaja de que, al presentar un exterior radiativo y un interior convectivo, el espectro no se verá afectado por estos factores. (Nieva & Przybilla, 2012).

El proyecto IACOB (<http://research.iac.es/proyecto/iacob/pages/iacob-in-a-nutshell.php>) se centra en la catalogación y determinación de parámetros de estrellas masivas, de tipos espectrales O y B. El objetivo fundamental es avanzar en el conocimiento de las propiedades físicas y la evolución de las estrellas masivas, basándose en extensos catálogos de espectros y observaciones desde diversos telescopios.

Con espectros estelares observados por IACOB y con distintos modelos de atmósferas adecuados al estudio de estrellas masivas, se caracterizan las estrellas observadas a partir de sus parámetros espectroscópicos y los resultados se aplican al estudio de diversas cuestiones, como el análisis espectroscópico de estrellas galácticas de tipo O y B y el estudio conjunto de estrellas masivas y regiones H II.

2 Objetivos

El objetivo fundamental de este trabajo es la determinación de los parámetros (velocidad de rotación proyectada, temperatura efectiva, gravedad, microturbulencias) y abundancias fotosféricas de oxígeno y silicio en una muestra de estrellas de la secuencia principal de tipo B temprano en la vecindad solar mediante el uso de la técnica de la curva de crecimiento para la determinación de abundancias y la red de modelos de atmósfera FASTWIND. Estos modelos (Santolaya-Rey, A. E., Puls, J., Herrero, A., 1997; Puls et al., 2005) contemplan modelos con geometría esférica, vientos estelares y tratamiento del line blanketing en una aproximación al no equilibrio termodinámico local, lo que los hace adecuados al estudio de las estrellas masivas.

Un estudio anterior (Simón-Díaz 2010) de abundancias de oxígeno y silicio ya mostró una homogeneidad en la abundancia de silicio y oxígeno dentro de la asociación Orión OB1, situada en la constelación de Orión. Con la primera parte de este trabajo, pretendemos repetir el análisis de abundancias realizado en Simón-Díaz (2010); y comprobar si los resultados experimentales nos muestran de nuevo esta homogeneidad.

Posteriormente, este análisis se extenderá a una muestra de estrellas de tipos B tempranos en la vecindad solar, lo que nos permitirá determinar si las abundancias de oxígeno y silicio se mantienen homogéneas en el entorno de la vecindad solar, o si por el contrario existe un gradiente de abundancias dirigido hacia alguna zona de la galaxia.

3 Métodos

3.1 General

Se ha llevado a cabo el análisis de 33 estrellas de tipo B temprano, todas ellas pertenecientes a la secuencia principal con clases espectrales comprendidas entre B0V y B2.5V. De ellas, trece pertenecen al entorno de la asociación Orión OB1, situada en la constelación de Orión, y sobre las que se repetirá el análisis de abundancias efectuado con anterioridad en Simón-Díaz(2010). El resto son estrellas de estas clases espectrales presentes en la vecindad solar, tratando de formar una disposición angularmente homogénea de las mismas alrededor del Sol.

Las estrellas analizadas fueron escogidas de una lista de estrellas de tipo espectral B temprano proporcionada por el tutor, todas ellas observadas por el proyecto IACOB. En esta estaban incluidas los nombres de las estrellas, la resolución de sus espectros y un valor medido de velocidad radial y velocidad rotacional proyectada. Se encontraba, asimismo, dividida en tres secciones, en las que quedaban recogidas las estrellas supergigantes, gigantes y de la secuencia principal, respectivamente.

Durante el proceso de selección, se trató de mantener un número similar de estrellas de cada subtipo espectral. Fueron excluidas del proceso de selección, además de las no pertenecientes a la secuencia principal, aquellas cuya velocidad de rotación proyectada es superior a 80 km/s. La razón principal se debe a que la rotación de las estrellas es uno de los factores que producen el ensanchamiento de las líneas espectrales (ensanchamiento rotacional), lo que dificulta la medida de la anchura equivalente de las líneas espectrales y puede producir resultados incorrectos en la determinación de abundancias. Adicionalmente, uno de los efectos de una muy alta velocidad de rotación es la mezcla del material estelar (Hunter et al., 2009), produciendo posibles alteraciones en las abundancias; si bien este efecto no depende de la velocidad rotacional proyectada medida y no se puede asegurar que no haya ocurrido.

Para calcular las abundancias de los elementos seleccionados, se usará el método de la curva de crecimiento (Oxygen in the Universe (2012), pp 11-12). Este método requiere conocer la temperatura y gravedad superficial de la estrella, por lo que incluimos su determinación en este trabajo.

Se han escogido únicamente estrellas de la secuencia principal debido a que en las estrellas masivas, una vez en los estados post-secuencia principal, ocurren procesos que permiten al material nuclear aflorar a la superficie, contaminando el material fotosférico y alterando tanto el espectro estelar como las abundancias de los elementos (Maeder&Meynet, 2000).

Originalmente, la muestra contenía algunas estrellas de clase espectral B3 V, las cuales resultaban tener una temperatura efectiva más baja que la temperatura mínima que contemplaban las redes de modelos de atmósfera utilizados. Esto imposibilitaba un correcto cálculo de su temperatura superficial. Por ello, fueron reemplazadas por otras estrellas de subtipos más tempranos.

Se proporciona a continuación, en la Tabla 1, la identificación y clase espectral de las estrellas analizadas, distinguiendo entre las estrellas pertenecientes a Orión OB1 y las demás estrellas de la muestra.

Table 1: Clases espectrales de las estrellas analizadas

Orión OB1		Resto de estrellas analizadas			
Estrella	SpC	Estrella	SpC	Estrella	SpC
HD36512	B0 V	HD149438	B0 V	144218	B2 IV-V
HD37020	B0.5 V	HD36822	B0.2 IV	HD223128	B2 IV
HD36960	B0.5 V	HD2083	B0.2 V	HD3360	B2 IV
HD37042	B0.7 V	HD34816	B0.5 IV	HD177003	B2.5 IV
HD36591	B1.5 V	HD48691	B0.5 IV	HD210191	B2.5 IV
HD36959	B1.5 V	HD46328	B0.7 IV	HD218440	B2.5 IV
HD37744	B1 IV	HD36862	B0.5 V	HD32612	B2.5 IV
HD35299	B1 V	HD201795	B1 V		
HD36285	B2 IV-V	HD28446B	B1 V		
HD35039	B2 IV-V	HD34989	B1 V		
HD36629	B2 V	HD157056	B1.5 V		
HD36430	B2 V	HD36351	B1.5 V		
HD35912	B2 V _v	HD174298	B1.5 V		

Asimismo, en la Figura 1 se muestra, en coordenadas galácticas, la posición de cada estrella con respecto al Sol. Los datos de longitud galáctica de las estrellas fue obtenida de SIMBAD, mientras que los valores de distancia heliocéntrica fueron tomados del catálogo I/347, derivado de Bailer-Jones(2018).

En la selección de las estrellas de la muestra se trató de escogerlas de manera que se cubriera el mayor rango de longitudes posible. Sin embargo, debido a que todos los espectros han sido tomados con los telescopios NOT y MERCATOR, situados en el Observatorio del Roque de los Muchachos, queda una zona del cielo sin cubrir, correspondiente a los valores de longitud galáctica $240^\circ \leq l < 330^\circ$. Estos se corresponden con los valores de ascensión recta que no son accesibles a un observador situado en La Palma. Si bien queda fuera de los límites de este trabajo, resultaría muy beneficioso aumentar la muestra de espectros con nuevas observaciones realizadas desde observatorios del hemisferio Sur, o bien con espectros ya tomados en estos observatorios y recogidos en bibliotecas de espectros.

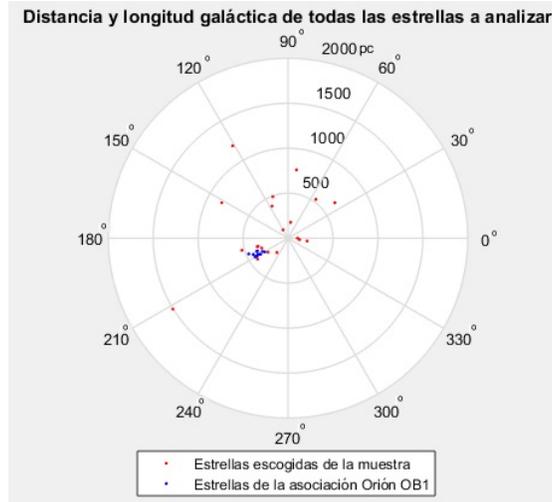


Figure 1: Posiciones de las estrellas escogidas

Para el cálculo de los parámetros, se ha utilizado una serie de programas especializados para este fin, implementados en IDL y proporcionados por el investigador Sergio Simón Díaz. Estos programas se utilizan tanto para calcular la velocidad radial y la velocidad rotacional proyectada, como para calcular parámetros como la temperatura efectiva y la gravedad y las abundancias de O y Si.

3.2 Obtención de la velocidad radial (v_{rad})

Para obtener la velocidad radial, se ha utilizado el programa `ew_global.pro`. Dado un espectro desplazado al rojo o al azul como consecuencia de la velocidad radial de la estrella y una línea espectral de longitud de onda en reposo conocida, el programa permite marcar los límites de la línea desplazada. Una vez se le ha dado esta información, el programa desplaza la línea hasta que coincide con la longitud de onda en reposo y devuelve la velocidad radial.

La importancia de obtener esta información radica en que después se usará en dos pasos posteriores, ya que tanto en la medida de las anchuras equivalentes como en la determinación de la gravedad superficial el programa desplazará el espectro en la medida indicada por la v_{rad} obtenida para colocar las líneas espectrales en su longitud de onda en reposo. Una mala medida de v_{rad} desembocará, por tanto, en una determinación errónea de las anchuras equivalentes de las líneas espectrales, de la gravedad superficial, o de ambos.

3.3 Obtención de la velocidad rotacional proyectada ($v\sin i$)

Para obtener la velocidad rotacional proyectada, utilizaremos el método de la transformada de Fourier (Smith&Gray,1976; Simón-Díaz&Herrero, 2007). Dada una línea espectral, al calcular su transformada de Fourier obtenemos una función con varios mínimos, el primero de los cuales nos da la velocidad rotacional proyectada de la estrella, así como la macroturbulencia de la estrella. Adicionalmente, el valor de la transformada de Fourier en el origen nos da la anchura equivalente de la línea espectral, obteniendo de esta forma un método alternativo para calcular anchuras equivalentes en casos de mal ajuste de la línea espectral a una gaussiana.

La correcta obtención de este parámetro también es crítica para el paso de la medición de anchura equivalente de las líneas espectrales, pues el programa `junta_sp_hheosi.pro` utilizado en la determinación de temperatura efectiva y gravedad superficial (véase la sección 3.5) aplicará a las líneas del espectro sintético el ensanchamiento rotacional correspondiente al valor de $v\sin i$ introducido. De este modo, una mala determinación de $v\sin i$ producirá una determinación incorrecta de la temperatura efectiva y la gravedad superficial de la estrella, lo que produce finalmente unas abundancias incorrectas.

Con el método de ajuste de perfil de línea mediante un método de minimización de χ^2 , el programa obtiene un valor para $v\sin i$ y otro para la macroturbulencia, y también calcula la relación S/N en la línea espectral. Se presenta gráficamente esta información en la Figura 2.

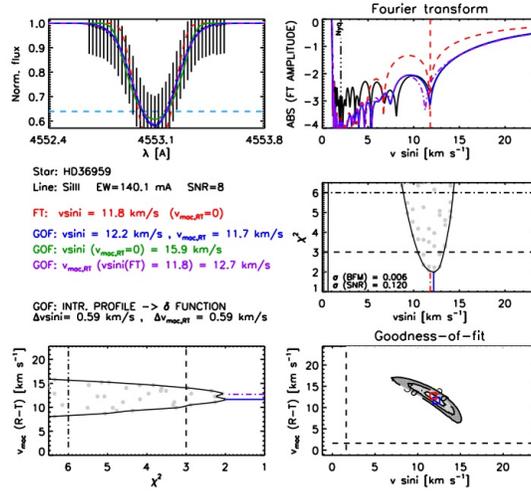


Figure 2: Cálculo de $vsini$ realizado del programa `iacob_broad.pro` pra la estrella HD36959, a parti de la línea de Si III 4552Å. Mediante un metodo de minimización de χ^2 , el programa devuelve $vsini$ y la vealocidad asociada a la macroturbulencia.

3.4 Cálculo de las anchuras equivalentes (EW)

Para el cálculo de las anchuras equivalentes, se utiliza el programa `ew_global.pro`. Este programa lee una serie de líneas espectrales incluidas en un archivo de texto, y para un elemento dado encuentra estas líneas, las ajusta a una gaussiana y mide la anchura de esta. Adicionalmente, si este ajuste es exitoso, también calcula el área de la línea espectral por integración numérica, y devuelve dos archivos. El primero de ellos, de texto, contiene una tabla con el nombre de la línea, la anchura equivalente y el error asociado al ajuste gaussiano. El segundo, de imagen, contiene porciones del espectro en el entorno de las líneas, con su ajuste y sus anchuras equivalentes y errores por integración directa y ajuste gaussiano.

Se proporciona a continuación, como ejemplo en la Figura 3, el ajuste que realiza el programa a las líneas de Si III a 4552, 4567 y 4574 Å.

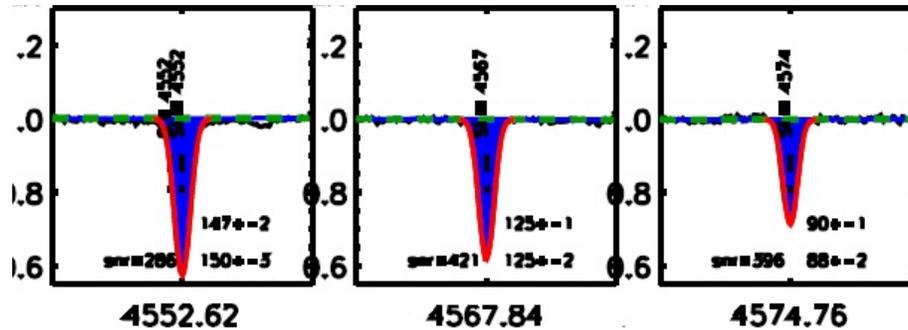


Figure 3: Ajuste del programa `ew_global.pro` a las líneas de Si III a 4552, 4567 y 4574 Å. El programa devuelve dos valores de anchura equivalente con sus errores. El primero, obtenido a partir de la gaussiana (línea roja) que el programa ajusta a la línea espectral. El segundo, obtenido por integración directa (relleno azul)

En algunos casos, el programa no es capaz de ajustar una gaussiana a la línea, ya sea porque es demasiado poco intensa como para que el programa la detecte o por que se ha producido un ensanchamiento tal (por rotación u otras causas) que no permiten esta clase de ajuste. Cuando esto ocurre, obtenemos el valor de la anchura equivalente de la línea a partir del valor de la transformada de Fourier en el origen.

3.5 Determinación de la temperatura efectiva (T_{eff}) y la gravedad superficial ($\log g$) de la estrella

La temperatura de las estrellas puede calcularse a partir del equilibrio de ionización entre diferentes iones del silicio, en concreto, de los iones Si II, Si III y Si IV. Este método se basa en que, entre otros factores, la anchura equivalente de las líneas espectrales escogidas para el cálculo de temperatura es una función de la temperatura efectiva de la estrella, y la abundancia de los distintos iones cambia a medida que la temperatura aumenta y el silicio se ioniza. Esto puede apreciarse con más claridad en la Figura 4.

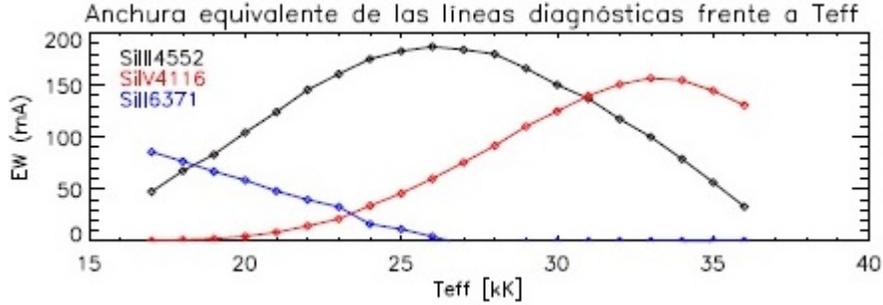


Figure 4: Anchuras equivalentes de tres de las líneas de diagnóstico utilizadas para medir T_{eff} y abundancias frente a T_{eff}

De la ecuación de Saha

$$\frac{n_{i+1}n_e}{n_i} = \frac{2}{\lambda^3} \frac{g_{i+1}}{g_i} e^{-\frac{\epsilon_{i+1}-\epsilon_i}{k_B T}} \quad (1)$$

vemos que, para dos iones dados de un mismo elemento, el cociente de ionización dependerá de la temperatura y la densidad de electrones. Pero esta densidad de electrones también depende de la gravedad superficial de la estrella, de modo que el cociente de ionización será una función de la temperatura efectiva y la gravedad de la estrella.

Esto implica que existen diversas parejas de valores $T_{\text{eff}}\text{-logg}$ que comparten el coeficiente de ionización. Estos pares son calculados por el programa `pinSi34_v2019.pro`, a partir de los coeficientes de anchuras equivalentes SiIV 4116/SiIII 4552 y SiII 6371/SiIII 4552. La utilización de estas líneas para llevar a cabo la determinación de la temperatura se debe a que son líneas intensas y fáciles de identificar, que carecen de blendings fuertes que puedan complicar la medida de la anchura equivalente (Simón-Díaz, 2010). Tanto la línea de Si II 4130 como la línea de Si II 6371 pueden utilizarse como determinadores de temperatura efectiva. Utilizamos solamente la línea de Si II 6371 en lugar de la línea SiII 4130 por posibles problemas en el modelado del átomo de Si II, que se traduce en valores anormales de la temperatura (Simón-Díaz, 2010).

Una vez tenemos determinadas las parejas $T_{\text{eff}}\text{-logg}$ que reproducen correctamente el equilibrio de ionización, debemos fijar cuál de los pares es el correcto. Para ello, recurrimos a la técnica de ajuste a las líneas de Balmer. Esta consiste en la generación de varios espectros sintéticos para diversos valores de temperatura y gravedad, y superponerlos al observado en busca de aquel que mejor reproduzca la forma de las alas de las líneas de Balmer. Debido al efecto que

tiene la gravedad sobre las alas de las líneas de Balmer (al aumentar la gravedad habrá más partículas en la fotosfera, con lo que habrá más colisiones entre ellas y por tanto se fortalece el ensanchamiento Stark lineal), se puede aprovechar esto para encontrar la pareja $T_{\text{eff}}\text{-logg}$ que mejor se ajuste a las líneas de Balmer.

El ajuste se lleva a cabo mediante el programa `junta_sp_hheosi.pro`, que genera tres espectros sintéticos con distintas parejas $T_{\text{eff}}\text{-logg}$ y los superpone al espectro observado, permitiendo un ajuste visual de los mismos y escoger con facilidad el espectro que mejor se ajuste al real. De esta manera, se pueden obtener la temperatura efectiva y la gravedad de la estrella.

Sin embargo, este método adolece del inconveniente de que la elección de la pareja que mejor se ajusta al espectro es subjetiva, y en algunos casos en los que los tres espectros sintéticos dan ajustes muy parecidos esto puede causar una mala determinación de ambos parámetros. Esta mala elección, no obstante, se puede refinar en el paso de determinación de abundancias.

3.6 Determinación de las abundancias (ϵ_{Si} y ϵ_O)

El último paso, una vez determinados los parámetros de la estrella, es obtener de su espectro las abundancias de O y Si. Para ello, utilizamos un último programa en IDL, llamado `superab.pro`, que nos permite calcular las abundancias de los elementos dados T_{eff} t logg . Para ello, introducimos estos datos como parámetros de entrada en el programa, y el programa calcula para la anchura equivalente de cada línea la abundancia del elemento en la fotosfera de la estrella.

Al calcular la abundancia general del elemento en la estrella, y no solo la de un ion, se sigue que necesariamente todos los iones deben dar la misma abundancia. En caso de que esto no ocurra, esto nos indica que el equilibrio de ionización no es correcto, o lo que es lo mismo, que la temperatura está mal determinada. Esto nos permite refinar la determinación de temperaturas de una manera muy simple, ya sea volviendo a correr el programa de ajuste de espectros sintéticos o modificando la temperatura de entrada, dentro de los límites del error, hasta obtener un equilibrio de ionización correcto.

Se pueden ver algunos pasos que da el programa en la Figura 5 (Oxygen in the universe, (2012), p. 31).

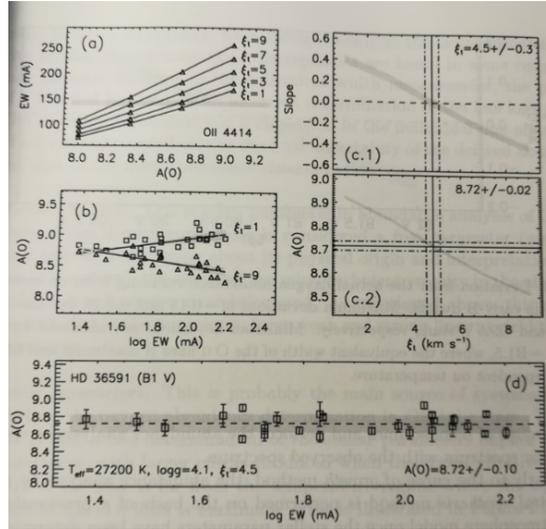


Figure 5: Pasos dados en el programa de determinación de abundancias superab.pro. Se pueden ver la dependencia de la EW con la abundancia para distintos valores de microturbulencia (χ) en la esquina superior izquierda, las diferentes pendientes de la recta de ajuste para distintas microturbulencias debajo de este. A la derecha, dos gráficas, pendiente-microturbulencia y Abundancia-microturbulencia, dan cuenta del comportamiento de la abundancia con la microturbulencia. Por último, en la parte inferior se observa la gráfica ϵ_O - $\log(\text{EW})$ para la estrella HD36591. Se observa que las abundancias de todas las líneas se distribuyen alrededor de la línea central.

Es preciso tener en cuenta determinados efectos que pueden afectar a la determinación de las anchuras equivalentes de las líneas espectrales, y por ende a la determinación de abundancias. El principal efecto es el blending de las líneas espectrales, ya sea por la existencia de una línea espectral de otro elemento en una longitud de onda cercana a la de la línea que estamos midiendo, o por diversos ensanchamientos, como el rotacional, que pueden unir parcialmente varias líneas próximas entre sí de un multiplete, difuminando sus límites y produciendo su fusión parcial, lo que produce mediciones incorrectas de su anchura equivalente.

Adicionalmente, en las estrellas más frías de la muestra se puede producir un blending de la línea de Si III a 4552\AA con una línea de S II a 4552\AA , lo que hace aumentar la anchura efectiva de la línea y disminuye el cociente de anchuras equivalentes entre Si II 6371 y Si III 4552. Esto provoca que la T_{eff} devuelta por el programa `pinta.Si34.pro` sea algo mayor que la T_{eff} real. Es preciso tener en cuenta este efecto para lograr una correcta determinación de T_{eff} .

4 Análisis y resultados

En esta sección, se presentarán los resultados obtenidos en el análisis de las treinta y tres estrellas analizadas, siguiendo el orden $v_{\text{rad}}, v \sin i, T_{\text{eff}}, \log g, \epsilon_{Si}, \epsilon_O$. Estos datos se recogen por medio de tablas, mientras que para las estrellas de la asociación Orión OB1 se incluyen asimismo gráficas comparativas con los valores obtenidos en Simón-Díaz (2010) para estas mismas estrellas.

Además, en las tablas referidas a las estrellas de la asociación Orión OB1 se incluyen también columnas con los datos obtenidos en Simón-Díaz(2010), señaladas con las siglas "SSD". Esta señalización de los valores obtenidos en Simón-Díaz(2010) es extensiva a todo este trabajo.

4.1 Determinación de la velocidad radial y la velocidad rotacional proyectada

En primer lugar, se presentan en la Tabla 2 las velocidades radiales y rotacionales proyectadas obtenidas en el análisis de las estrellas analizadas. En las dos últimas columnas se presentan a modo de comparación los valores obtenidos por Simón-Díaz(2010), señalados con la clave "SSD". Los valores de la última columna son tan solo estimaciones preliminares de $v \sin i$, de ahí que no se les atribuya un valor de error.

Table 2: Valores de v_{rad} y $v \sin i$ para las estrellas de la asociación Orión OB1

Estrella	v_{rad} ± 0.1 km/s	$v \sin i$ km/s	v_{rad} SSD ± 0.1 km/s	$v \sin i$ SSD km/s
HD36512	16.1	16±8	17.4	15
HD37020	40.5	55±7	40.6	55
HD36960	27.2	26±6	27.2	23
HD37042	29.7	32±3	28.5	31
HD36591	33.3	10±2	33.4	9
HD36959	27.7	12±2	27.7	11
HD37744	28.0	37±3	28.2	38
HD35299	23.0	5±3	23.0	6
HD36285	22.7	9±2	22.7	10
HD35039	28.9	9±4	28.9	9
HD36629	38.1	8±5	38.0	7
HD36430	26.0	13±7	26.0	10
HD35912	31.0	12±4	31.0	11

Los mismos datos referidos al resto de estrellas de la muestra pueden consultarse en la Tabla 3.

Table 3: Valores de v_{rad} y $v_{\text{sin}i}$ para el resto de estrellas de la muestra

Estrella	v_{rad} ± 0.1 km/s	$v_{\text{sin}i}$ km/s	v_{rad} SSD ± 0.1 km/s	$v_{\text{sin}i}$ SSD km/s
HD149438	-0.6	10 \pm 1	-1.0	9
HD36822	26.5	20 \pm 7	26.5	19
HD2083	-8.2	27 \pm 7	-8.6	25
HD34816	19.4	24 \pm 10	19.6	25
HD48691	31.5	53 \pm 20	32.0	50
HD46328	22.1	6 \pm 4	22.1	7
HD36862	13.7	77 \pm 7	13.5	76
HD201795	-9.2	9 \pm 1	-9.2	8
HD28446B	-4.2	11 \pm 8	-4.1	11
HD34989	18.7	49 \pm 2	18.5	48
HD157056	21.8	27 \pm 4	21.8	21
HD36351	21.0	30 \pm 3	21.0	29
HD174298	-8.3	27 \pm 8	-8.2	30
HD144218	-6.8	56 \pm 22	-7.0	57
HD223128	-11.7	12 \pm 5	-11.8	11
HD3360	0.5	23 \pm 2	0.5	23
HD177003	-23.9	18 \pm 7	-23.9	18
HD210191	-8.4	14 \pm 7	-8.5	12
HD218440	-84.5	23.0 \pm 5	-84.5	21
HD32612	28.9	52 \pm 8	28.9	54

Estos datos se presentan gráficamente en las Figuras 6 y 7.

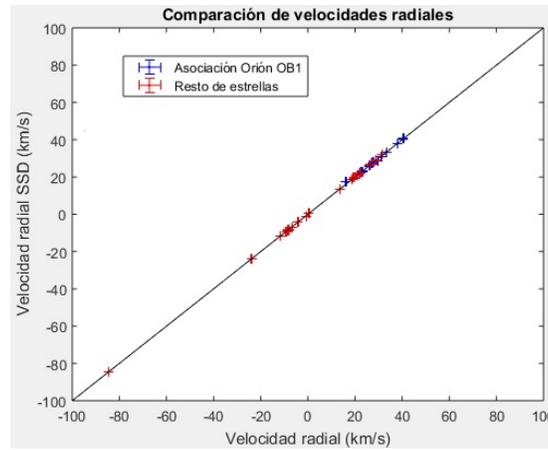


Figure 6: Comparación de velocidades radiales entre este trabajo y Simón-Díaz(2010)

Es evidente de la Figura 6 que la discrepancia entre velocidades radiales es prácticamente nula. La práctica totalidad de las estrellas se disponen en torno a la línea de coincidencia 1:1.

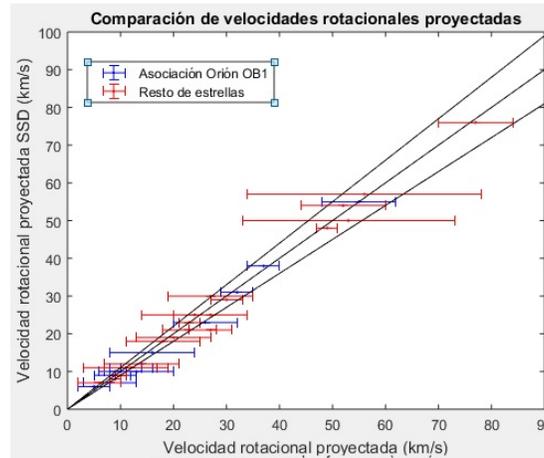


Figure 7: Comparación de velocidades rotacionales proyectadas entre este trabajo y Simón-Díaz(2010)

En cambio, en la Figura 7 podemos ver que la coincidencia no es tan exacta para $v \sin i$; si bien la práctica totalidad de las estrellas se encuentran dentro del margen del $\pm 10\%$.

4.2 Determinación de la temperatura efectiva y la gravedad superficial

El siguiente paso, una vez determinadas las velocidades radiales y rotacionales proyectadas de ambos grupos de estrellas, es obtener la temperatura efectiva y gravedad superficial de las estrellas. Como ya se estableció en la sección de métodos y se puede ver en la Figura 8, esto se hace mediante la generación de espectros sintéticos y su ajuste a los espectros observacionales.

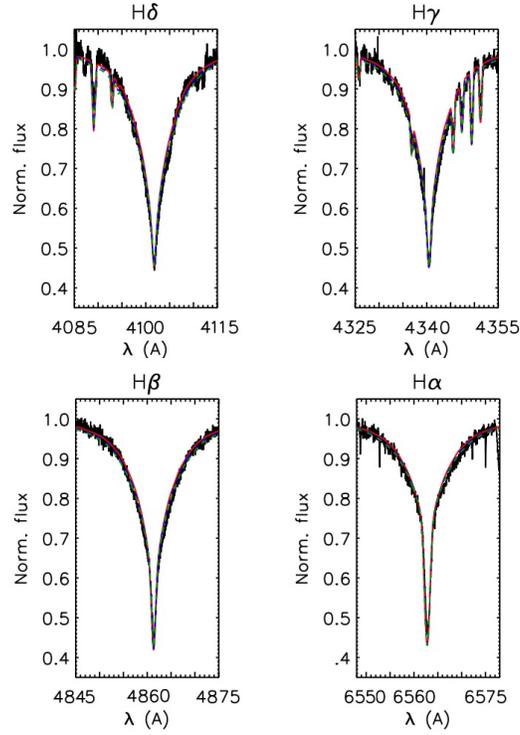


Figure 8: Ajuste de líneas de Balmer sintéticas a las observadas en el espectro de la estrella HD174298. Los diferentes colores, rojo, azul y verde corresponden a distintas parejas $T_{\text{eff}}\text{-log}g$ utilizadas para generar los espectros sintéticos.

Una vez realizado este ajuste, se obtienen resultados mostrados en las tablas 4, 5 y 6. En la primera se presentan los valores de los cocientes de ionización utilizados para derivar la temperatura efectiva en las estrellas de Orión OB1. En ella, EW_4/EW_3 designa el cociente Si IV 4116/Si III 4552; EW_{2A}/EW_3 , el cociente Si II 4130/Si III 4552; y EW_{2B}/EW_3 el cociente Si II 6371/Si III 4552.

Table 4: Cocientes de anchuras equivalentes utilizados en la derivación de T_{eff} y $\log g$ para las estrellas de la asociación Orión OB1

Estrella	EW_4/EW_3	EW_{2A}/EW_3	EW_{2B}/EW_3
HD36512	1.39±0.11	-	-
HD37020	0.41±0.09	-	-
HD36960	0.53±0.10	-	-
HD37042	0.47±0.05	-	-
HD36591	0.35±0.02	-	-
HD36959	0.24±0.03	0.102±0.014	-
HD37744	0.19±0.03	0.13±0.02	0.13±0.04
HD35299	0.134±0.015	0.172±0.009	0.172±0.009
HD36285	-	0.304±0.019	0.37±0.04
HD35039	-	0.341±0.008	0.409±0.015
HD36629	-	0.38±0.02	0.49±0.02
HD36430	-	0.70±0.06	0.97±0.08
HD35912	-	0.63±0.04	0.85±0.05

En la segunda, la tabla 5, aparecen los valores de T_{eff} y $\log g$ obtenidos para las estrellas de Orión OB1, y en las dos últimas columnas aparecen los resultados de Simón-Díaz(2010) a modo de comparativa. Estos se marcan con las siglas "SSD". También se presenta una comparación gráfica en las Figuras 9 y 10.

Como podemos ver, los resultados en T_{eff} son parecidos a los obtenidos en Simón-Díaz(2010), con la salvedad de los referidos a la estrella HD 37020. En el caso de esta estrella en particular, una búsqueda de la misma en Simbad revela que se trata de una binaria, con lo que es posible que su compañera esté contaminando su espectro y produciendo una determinación incorrecta de la temperatura y gravedad superficial; lo que finalmente también afectará a las abundancias calculadas.

Table 5: Valores de T_{eff} y $\log g$ para las estrellas de la asociación Orión OB1

Estrella	T_{eff} (K)	$\log g$	$T_{\text{eff}}^{\text{SSD}}$ (K)	$\log g^{\text{SSD}}$
HD36512	32 300±400	4.0±0.1	33 700±200	4.2±0.1
HD37020	26 800±900	4.0±0.1	30 500±600	4.2±0.1
HD36960	28 100±750	3.9±0.1	28 900±300	3.9±0.1
HD37042	27 700±500	4.1±0.1	29 700±400	4.2±0.1
HD36591	26 100±200	4.0±0.1	27 200±100	4.1±0.1
HD36959	24 900±500	4.1±0.1	25 900±300	4.2±0.1
HD37744	23 700±500	4.0±0.1	23 800±600	4.1±0.1
HD35299	23 200±300	4.0±0.1	23 700±300	4.2±0.1
HD36285	21 300±300	4.2±0.1	20 600±200	4.0±0.1
HD35039	20 800±100	3.9±0.1	19 800±200	3.7±0.1
HD36629	20 700±100	4.2±0.1	20 000±300	4.1±0.1
HD36430	18 400±250	4.0±0.1	18 600±300	4.1±0.1
HD35912	18 800±150	4.0±0.1	18 500±300	4.0±0.1

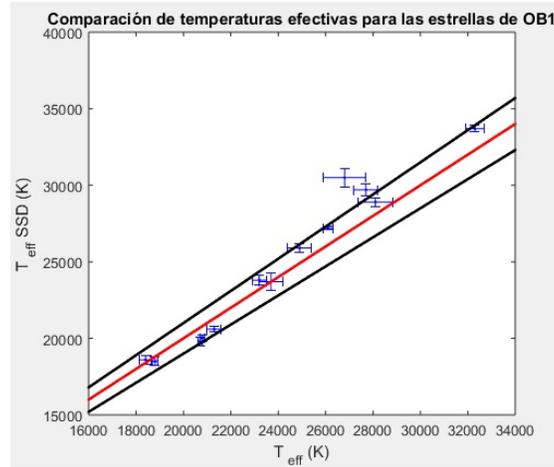


Figure 9: Comparación de temperaturas efectivas para las estrellas de Orión OB1 entre los resultados del presente trabajo y los de Simón-Díaz(2010). La línea roja indica la coincidencia, mientras que las líneas negras marcan un $\pm 5\%$ alrededor de esta

Es de resaltar que, como se puede ver en la Figura 9, en general las temperaturas obtenidas en este estudio son más bajas que las obtenidas en Simón-Díaz(2010) para las estrellas de mayor temperatura efectiva; mientras que son más altas que en el mismo estudio para las estrellas más frías. Sin embargo, con la excepción de HD37020 (26800K frente a 30500K) y HD37042 (27700K frente a 29700K), el resto de estrellas se mantiene en un margen del $\pm 5\%$. Posi-

bles causas para las discrepancias observadas incluyen la utilización de espectros obtenidos en diferentes fechas y modelos atómicos diferentes para el silicio, con lo que las anchuras equivalentes obtenidas en este estudio serían diferentes y las temperaturas y gravedades que se obtienen también son diferentes. En el caso particular de HD37020, la presencia de su estrella compañera podría estar perturbando su espectro, lo que también podría ayudar a explicar la diferencia de 3700K observada, la mayor de todas las estrellas de Orión OB1.

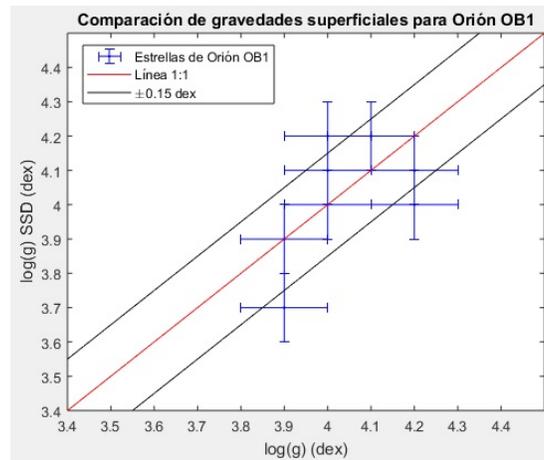


Figure 10: Comparación de los resultados de $\log g$ entre el presente trabajo y Simón-Díaz(2010). Las líneas negras señalan los límites $\pm 0,15$ dex alrededor de la línea roja de coincidencia

En cuanto a las gravedades, se puede comprobar en la Figura 10 que en estos casos la discrepancia se encuentra en el margen del ± 0.15 dex para la mayoría de las estrellas de Orión OB1. Las excepciones, HD36512, HD37020, HD35299, HD36285 y HD35039, podrían explicarse por la subjetividad en la determinación de la pareja $T_{\text{eff}}\text{-}\log g$ de mejor ajuste.

Mostramos en la Tabla 6 los resultados de temperatura y gravedad para el resto de estrellas de la muestra.

Table 6: Valores de T_{eff} y $\log g$ para el resto de estrellas de la muestra

Estrella	EW_4/EW_3	EW_{2A}/EW_3	EW_{2B}/EW_3	Teff (K)	log(g)
HD149438	1.016±0.018	-	-	30 700±100	4.0±0.1
HD36822	0.81±0.05	-	-	29 700±300	4.0±0.1
HD2083	0.66±0.13	-	-	29 100±900	4.1±0.1
HD34816	0.65±0.11	-	-	28 700±700	4.0±0.1
HD48691	0.49±0.11	-	-	27 000±1000	3.7±0.1
HD46328	0.389±0.019	-	-	25 300±200	3.7±0.1
HD36862	0.51±0.11	-	-	28 100±900	4.1±0.1
HD201795	0.544±0.014	-	-	28 100±100	4.0±0.1
HD28446B	0.79±0.05	-	-	30 200±300	4.2±0.1
HD34989	0.34±0.05	-	-	26 600±600	4.2±0.1
HD157056	-	0.18±0.08	0.18±0.06	23 200±600	3.9±0.1
HD36351	-	0.17±0.07	0.17±0.03	22 900±250	4.0±0.1
HD174298	0.21±0.03	-	0.10±0.09	24 500±500	4.1±0.1
HD144218	-	-	0.65±0.13	19 500±600	3.9±0.1
HD223128	0.10±0.03	0.23±0.04	0.20±0.03	23 000±350	3.9±0.1
HD3360	-	0.31±0.02	0.44±0.05	20 000±300	3.6±0.1
HD177003	-	0.91±0.05	1.24±0.05	17 800±100	4.0±0.1
HD210191	-	0.69±0.04	0.80±0.03	18 300±100	3.6±0.1
HD218440	-	0.47±0.10	0.44±0.06	20 100±400	3.9±0.1
HD32612	-	-	0.77±0.18	18 900±700	3.9±0.1

Una vez determinadas tanto la temperatura efectiva como la gravedad superficial, podemos representar las estrellas estudiadas en un diagrama $T_{\text{eff}}\text{-}\log g$. De esta manera, podemos estudiar el estado evolutivo de la estrella dentro de la secuencia principal. Para ello, se ha escogido un diagrama modificado, llamado diagrama HR espectroscópico (Langer & Kudritzki, 2014), en el que se ha representado en ordenadas un parámetro relacionado con la temperatura y la gravedad, llamado luminosidad (señalado como "Lum" en la Figura 11), que se define como

$$\mathcal{L} = \frac{T_{\text{eff}}^4}{g} \quad (2)$$

de modo que se obtiene

$$\log(\mathcal{L}) = 4\log(T_{\text{eff}}) - \log(g) \quad (3)$$

Los resultados se representan en la Figura 11:

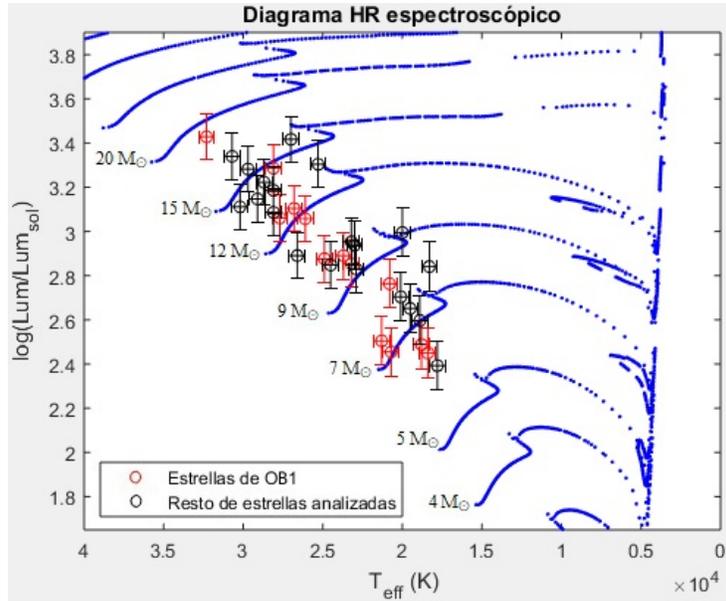


Figure 11: Diagrama HR espectroscópico para las estrellas analizadas. Se indica al comienzo de cada traza evolutiva la masa de las estrellas que la recorren en masas solares

De la posición de las estrellas en el diagrama, es inmediato ver que la inmensa mayoría de estas estrellas todavía se encuentran en la secuencia principal, si bien algunas están más evolucionadas que otras. Muy pocas parecen haber salido ya de la secuencia principal y terminado la fusión de hidrógeno en sus núcleos.

No es posible concluir esta sección sin resaltar el posible efecto del carácter subjetivo de la determinación del espectro sintético de mejor ajuste a las líneas de Balmer como posible causa de error. Al determinar $\log g$ y T_{eff} mediante la visualización de los espectros sintéticos y observado, es posible que en algunos casos los factores subjetivos provocaran una mala elección de $\log g$, que automáticamente lleva aparejada una determinación errónea de T_{eff} .

4.3 Determinación de abundancias

Una vez conocemos los parámetros estelares, el siguiente paso es la determinación de abundancias de los elementos, así como de la microturbulencia de la estrella. Para ello, recurrimos a un nuevo programa, llamado *superab.pro*, que determina la abundancia del elemento que produce la anchura equivalente de una determinada línea espectral para distintos valores de la microturbulencia.

Además, para una correcta determinación de la abundancia es necesario que se mantenga el equilibrio de ionización. Es decir, la abundancia del elemento

debe ser la misma para todos los iones del elemento, ya que es la abundancia del elemento la que se está midiendo, no la abundancia de cada ion por separado.

Para esto, introducimos el nombre de la estrella junto con sus parámetros en el programa, que devuelve, además de la abundancia para cada valor de microturbulencia, gráficas que indican la abundancia obtenida para cada línea espectral con respecto a la abundancia obtenida para cada estrella.

En estas gráficas, se representa la abundancia respecto al logaritmo de la anchura equivalente, para distintos valores de la microturbulencia. En cada una, los puntos anchura-abundancia se ajustan a una recta, que tiene pendiente cero cuando todas las líneas dan la misma abundancia. Un ejemplo de estas gráficas se puede ver en la Figura 12.

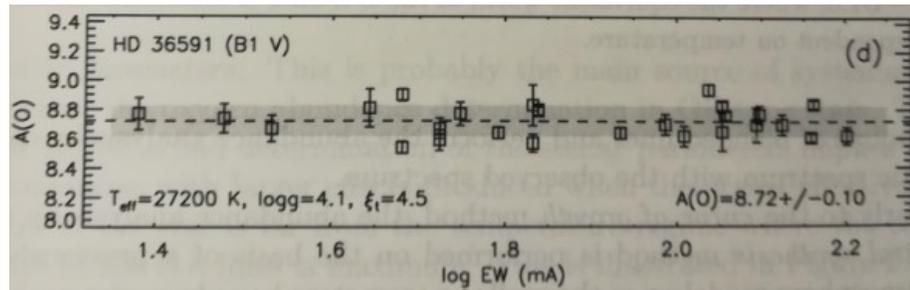


Figure 12: Gráfica ϵ_O -log EW utilizada para la determinación de abundancias. Se pueden ver cómo los puntos correspondientes a las distintas abundancias se disponen alrededor de la abundancia determinada para la estrella (tomada de Oxygen in the Universe, (2012), p. 31)

Sin embargo, no todas las líneas se pueden utilizar en esta medida. Es posible que los modelos atómicos para los átomos de oxígeno y silicio no estén correctamente determinados, de modo que determinadas líneas espectrales dan valores incorrectos de abundancias. Por ello, estas líneas espectrales no se pueden utilizar para medir abundancias en las estrellas. (Simón-Díaz, 2010).

Afortunadamente, no es difícil reconocer estas líneas, ya que dan sistemáticamente valores de abundancias superiores o inferiores al medido para la estrella, para todas las estrellas de la muestra, como ocurre con el doblete Si II 4128/4130 (Simón-Díaz, 2010). De esta manera, estas líneas pueden ser eliminadas del análisis, conservando solo las que dan resultados coherentes con el resto de líneas.

Esto se puede apreciar en la Figura 13, en la que se presentan las abundancias de silicio derivadas de cada línea en la estrella HD39512. (Simón-Díaz, 2010)

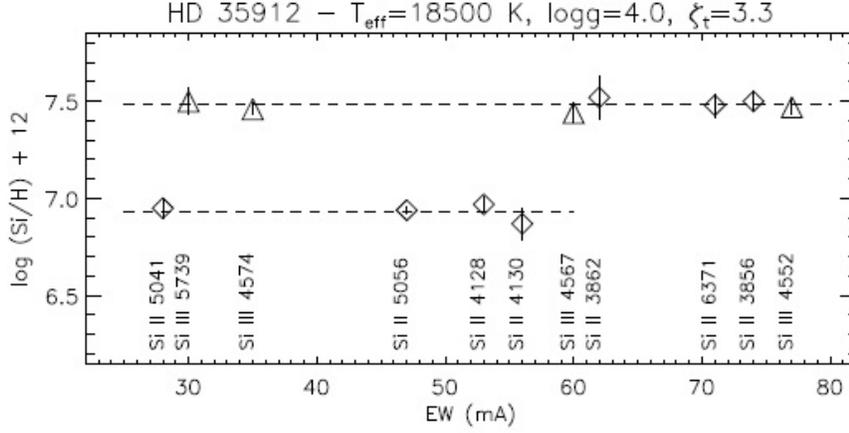


Figure 13: Gráfica ϵ_{Si} -log EW utilizada para la determinación de ϵ_{Si} en la estrella HD35912. Se aprecia que las líneas de Si II 5041, 5056, 4128 y 4130 Å devuelven un resultado incorrecto, menor al del resto de líneas. Gráfica tomada de Simón-Díaz(2010)

Adicionalmente, existen otras posibles causas de error en la determinación de las abundancias. Puede ocurrir que los programas no hubieran determinado correctamente los límites de las líneas y den una anchura equivalente incorrecta; o bien se puede producir un blending de diferentes líneas espectrales, lo que resulta en una medida defectuosa que arroja un valor de anchura equivalente incorrecto. El caso paradigmático de este último caso es la línea de Si IV en 4089 Å, que puede mezclarse con una línea de O II también a 4089 Å. Cuando lo hace, esta línea pasa a considerarse inválida para el análisis de abundancias.

4.3.1 Elección de líneas espectrales

No todas las líneas espectrales cuyas anchuras equivalentes han sido medidas pueden ser utilizadas en el análisis de abundancias. Si los modelos atómicos de los iones utilizados no están correctamente determinados, pueden producirse resultados anómalos en la determinación de abundancias. Es lo que ocurre, por ejemplo, con el doblete de Si II 4128/4130 Å (Simón-Díaz, 2010), como ya se ha puesto de manifiesto en la Figura 13.

Al deberse estas anomalías a un defecto en los modelos, las líneas afectadas son fáciles de reconocer, ya que marcarán valores más altos o más bajos en todas las estrellas. De esta manera, se pueden detectar y excluir del análisis de abundancia, debido a esta inexactitud en los modelos.

También se eliminan del análisis todas aquellas líneas que presentan algún blending, ya que en ese caso no estaríamos midiendo la anchura equivalente

de las líneas espectrales que se analizan, sino la de la línea analizada y la línea con la que está blendada, lo que también desemboca en valores anormales de abundancias. De esta manera, quedan aquellas líneas que son adecuadas para derivar las abundancias de las estrellas.

En algunos casos, se pueden aceptar líneas que presentarían blendings si ambos iones que las generan se forman a temperaturas muy diferentes. Por ejemplo, la línea de O II a 4641 Å y la línea de C III a 4641 Å. Por debajo de una cierta temperatura, el ion C III se recombinará a C II, con lo que en las estrellas de menor temperatura la anchura efectiva de la línea se deberá al O II y no al C III. Esto nos permite utilizar esta línea para determinar la abundancia en las estrellas más frías, pero no en las más calientes.

4.3.2 Abundancia de silicio

Se presentan en la Tabla 7 y la Figura 14 los resultados de ϵ_{Si} y microturbulencia (ξ) obtenidos para las estrellas de la asociación Orión OB 1. Las dos últimas columnas de la misma comparan los resultados de este trabajo con los obtenidos en Simón-Díaz(2010); referido en la tabla como "SSD".

Table 7: Abundancia de silicio y microturbulencia para las estrellas de la asociación Orión OB1

Estrella	ϵ_{Si}	ξ (km/s)	ϵ_{Si} SSD	ξ (km/s)
HD36512	7.42±0.06	4.3±1.1	7.49±0.07	4.3±0.7
HD37020	7.30±0.03	0.2±1.0	7.47±0.10	0.5±0.5
HD36960	7.46±0.01	4.6±0.9	7.53±0.02	5.4±0.6
HD37042	7.47±0.06	0.6±1.0	7.55±0.03	1.4±0.3
HD36591	7.56±0.01	1.3±0.1	7.53±0.03	1.3±0.3
HD36959	7.56±0.03	0.0±1.0	7.50±0.05	0.0±1.0
HD37744	7.52±0.03	0.9±1.0	7.54±0.06	0.5±0.5
HD35299	7.41±0.05	0.8±1.0	7.50±0.08	0.5±0.5
HD36285	7.48±0.04	1.9±0.8	7.49±0.06	1.7±0.5
HD35039	7.49±0.04	3.3±0.3	7.52±0.06	3.3±1.0
HD36629	7.53±0.05	0.5±1.0	7.54±0.04	1.0±0.5
HD36430	7.37±0.05	4.7±1.4	7.47±0.08	3.5±1.0
HD35912	7.37±0.06	5.1±3.0	7.48±0.07	3.2±0.5

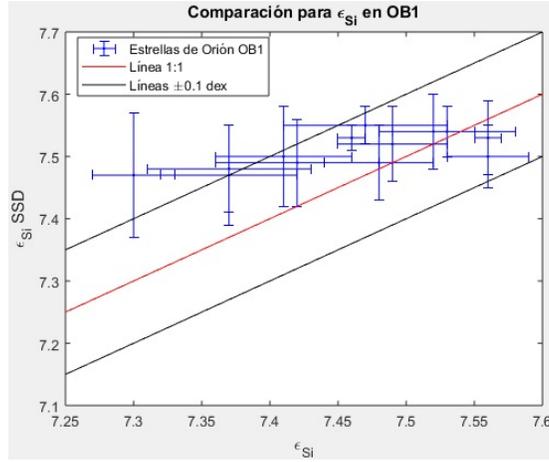


Figure 14: Comparación de abundancias de Si entre este trabajo y Simón-Díaz(2010)

Como hemos podido ver en la Figura 14, las abundancias obtenidas en el presente análisis son algo menores que las obtenidas en Simón-Díaz, (2010), si bien casi todas se sitúan en el rango ± 0.1 dex, marcado por las líneas negras. Las excepciones son HD37020, HD35912 y HD36430 como caso límite. En estas dos últimas estrellas, la razón de las discrepancias es posiblemente debida a la utilización de distintos modelos del átomo de silicio en los dos análisis. Mención aparte merece la estrella HD37020, que tiene la menor ϵ_{Si} de todas las estrellas de Orión OB1. Como ya se estableció anteriormente, esta estrella es una binaria, lo que podría explicar estas discrepancias.

Por último, en la Tabla 8 se presentan las abundancias de silicio y microturbulencias obtenidas para el resto de estrellas de la muestra:

Table 8: Abundancia de silicio y microturbulencia para el resto de estrellas de la muestra

Estrella	ϵ_{Si}	ξ (km/s)	Estrella	ϵ_{Si}	ξ (km/s)
HD149438	7.56±0.03	1.06±0.02	HD157056	7.51±0.02	2.3±1.1
HD36822	7.48±0.01	8.2±0.7	HD36351	7.40±0.06	2.0±1.2
HD2083	7.60±0.05	3.9±1.4	HD174298	7.51±0.04	1.4±1.7
HD34816	7.51±0.02	4.1±1.1	HD144218	7.53±0.11	2.8±1.8
HD48691	7.50±0.07	7.2±1.6	HD223128	7.53±0.05	1.6±0.5
HD46328	7.68±0.07	3.2±0.5	HD3360	7.44±0.03	5.3±0.9
HD36862	7.28±0.04	1.6±0.5	HD177003	7.43±0.06	5.7±1.2
HD201795	7.41±0.04	1.06±0.02	HD210191	7.44±0.06	>9.0±1.0
HD28446B	7.51±0.04	5.1±1.1	HD218440	7.38±0.05	0.0±1.0
HD34989	7.47±0.05	1.10±0.05	HD32612	7.51±0.08	3.7±3.1

4.3.3 Abundancia de oxígeno

En esta sección se muestran los resultados de ϵ_O y ξ_O . En primer lugar, en la Tabla 9 y la Figura 15, para las estrellas de Orión OB1 junto con una comparación con Simón-Díaz (2010), y en segundo lugar, en la tabla 9, el resto de estrellas de la muestra.

En las dos últimas columnas de la de la Tabla 9, marcados con las siglas "SSD" se muestran los datos obtenidos para los mismos parámetros en Simón-Díaz(2010).

Table 9: Abundancia de oxígeno y microturbulencia para las estrellas de la asociación Orión OB1

Estrella	ϵ_O	ξ (km/s)	ϵ_O SSD	ξ SSD (km/s)
HD36512	8.65±0.14	0.4±1.0	8.71±0.10	4.4±1.5
HD37020	8.63±0.03	2.6±1.5	8.70±0.10	6.4±1.6
HD36960	8.64±0.03	5.0±1.6	8.71±0.10	5.9±0.8
HD37042	8.72±0.03	3.1±1.5	8.75±0.08	4.9±1.1
HD36591	8.69±0.03	4.2±0.2	8.71±0.10	4.5±0.3
HD36959	8.70±0.02	2.8±0.5	8.70±0.06	2.1±0.4
HD37744	8.70±0.03	1.6±0.4	8.70±0.07	3.6±1.4
HD35299	8.66±0.03	3.0±0.3	8.72±0.07	2.8±0.6
HD36285	8.83±0.03	2.6±1.2	8.80±0.10	5.5±1.5
HD35039	8.82±0.03	2.3±0.9	8.79±0.07	5.3±1.5
HD36629	8.74±0.05	2.4±1.3	8.76±0.10	6.0±1.7
HD36430	8.98±0.08	0.0±1.0	8.76±0.07	6.3±2.2
HD35912	8.97±0.06	0.0±1.0	8.79±0.07	6.3±2.2

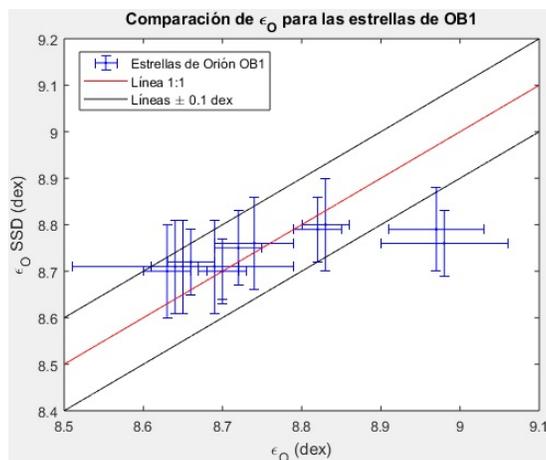


Figure 15: Comparación de abundancias de oxígeno entre este trabajo y Simón-Díaz(2010)

Como se ha podido ver en la Figura 15, los resultados presentan una muy buena concordancia con Simón-Díaz(2010), con todas las estrellas en un margen del ± 0.1 dex, salvo HD36430 y HD35912. Las mayores discrepancias se dan en las tres primeras estrellas de la muestra (HD36512, HD36960 y HD37020), en las que la abundancia de oxígeno es ligeramente menor que en Simón-Díaz(2010) (véase la sección 5.2 para una posible explicación), y las estrellas HD36430 y HD35912, en las que se obtuvieron valores cercanos a 9.0 dex. Esto se debe a que el criterio de elección de líneas (véase sección 4.3.4) causó que solo se usaran tres líneas diagnósticas para estas estrellas, lo que produce valores de abundancia muy distorsionados y que no tienen que ver con la realidad.

En la Tabla 10 se presentan los mismos datos que en la Tabla 9, pero referidos al resto de estrellas de la muestra.

Table 10: Abundancia de oxígeno y microturbulencia para el resto de estrellas de la muestra

Estrella	ϵ_O	ξ (km/s)	Estrella	ϵ_O	ξ (km/s)
HD149438	8.65±0.10	0.2±1.0	HD157056	8.53±0.03	5.0±1.2
HD36822	8.66±0.05	6.7±1.7	HD36351	8.70±0.03	2.0±0.8
HD2083	8.61±0.08	3.8±1.8	HD174298	8.80±0.02	1.9±0.7
HD34816	8.69±0.07	4.2±2.0	HD144218	9.02±0.13	0.0±1.0
HD48691	8.57±0.11	>9.0±1.0	HD223128	8.59±0.05	4.1±2.4
HD46328	8.78±0.04	4.4±0.4	HD3360	8.79±0.05	8.0±1.4
HD36862	8.69±0.09	1.7±0.5	HD177003	8.83±0.05	3.0±2.0
HD201795	8.61±0.04	2.8±0.3	HD210191	8.76±0.03	8.7±0.3
HD28446B	8.62±0.07	7.5±1.0	HD218440	8.73±0.04	0.8±1.0
HD34989	8.76±0.05	2.6±1.4	HD32612	9.16±0.12	0.0±1.0

4.3.4 Segunda determinación de ϵ_O

Adicionalmente a esta primera determinación con líneas escogidas según criterios propios, se llevó a cabo una segunda determinación para toda la muestra, utilizando en ella las mismas líneas que se utilizaron en Simón-Díaz(2010), excluyendo posibles blendings. La existencia de este segundo análisis se justifica en apreciar la dependencia de las abundancias obtenidas con las líneas escogidas; esto es, si al cambiar las líneas utilizadas en el análisis de abundancias las abundancias cambian apreciablemente. Debido a que, al contrario que en el caso del silicio, los modelos atómicos utilizados son los mismos, deberían haberse obtenido resultados muy similares. Sin embargo, este no es el caso, como puede apreciarse en las Tablas 11 y 12 y en la Figura 16.

Table 11: Abundancia de oxígeno y microturbulencia para las estrellas de la asociación Orión OB1

Estrella	ϵ_O	ξ (km/s)	ϵ_O SSD	ξ SSD (km/s)
HD36512	8.55±0.10	0.4±1.3	8.71±0.10	4.4±1.5
HD37020	8.49±0.12	2.6±1.4	8.70±0.10	6.4±1.6
HD36960	8.66±0.08	5.0±1.0	8.71±0.10	5.9±0.8
HD37042	8.72±0.07	3.1±1.1	8.75±0.08	4.9±1.1
HD36591	8.68±0.09	4.2±0.2	8.71±0.10	4.5±0.3
HD36959	8.72±0.07	2.8±0.3	8.70±0.06	2.1±0.4
HD37744	8.65±0.07	1.6±1.2	8.70±0.07	3.6±1.4
HD35299	8.68±0.08	3.0±0.3	8.72±0.07	2.8±0.6
HD36285	8.80±0.07	2.6±1.1	8.80±0.10	5.5±1.5
HD35039	8.62±0.08	2.3±0.8	8.79±0.07	5.3±1.5
HD36629	8.71±0.11	2.4±1.3	8.76±0.10	6.0±1.7
HD36430	8.59±0.11	0.0±1.0	8.76±0.07	6.3±2.2
HD35912	8.69±0.09	0.0±1.3	8.79±0.09	6.3±2.2

Se muestra la comparación en la Figura 16:

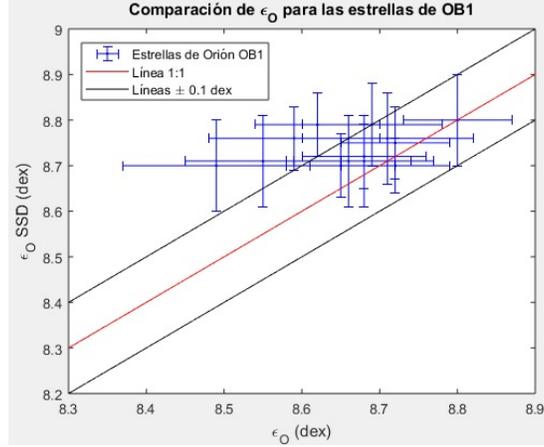


Figure 16: Comparación de las abundancias obtenidas en la segunda determinación con Simón-Díaz(2010)

En este caso, se puede ver que han desaparecido los dos casos extremos vistos anteriormente, pero al precio de que ahora tenemos cuatro estrellas fuera del límite ± 0.1 dex (HD36512, HD37020, HD35039 y HD36430). El primer caso puede deberse a un mal modelado para el átomo de O II, que no contempla correctamente la probabilidad de ionización a O III (véase sección 5.2); el segundo, posiblemente a la compañera binaria de HD37020. En cuando a los dos últimos, la diferencia podría deberse a la posible utilización de espectros obtenidos en distintas épocas en los dos trabajos.

Finalmente, a modo de comparativa entre las dos determinaciones, se presentan en la Tabla 12 y la Figura 17 una comparación de ϵ_O y ξ_O , para todas las estrellas analizadas.

Table 12: Abundancia de oxígeno y microturbulencia para todas las estrellas en ambas determinaciones

Estrella	ϵ_O (dex)	ξ (km/s)	ϵ_O (dex)	ξ (km/s)
	Determinación 1		Determinación 2	
HD36512	8.65±0.14	0.4±1.0	8.55±0.10	5.3±1.3
HD37020	8.63±0.03	2.6±1.5	8.49±0.12	6.0±1.4
HD36960	8.64±0.03	5.0±1.6	8.66±0.08	4.6±1.0
HD37042	8.72±0.03	3.1±1.5	8.72±0.07	2.7±1.1
HD36591	8.69±0.03	4.2±0.2	8.68±0.09	5.1±0.2
HD36959	8.70±0.02	2.8±0.5	8.72±0.07	2.7±0.3
HD37744	8.70±0.03	1.6±0.4	8.65±0.07	2.7±1.2
HD35299	8.66±0.03	3.0±0.3	8.68±0.08	2.8±0.3
HD36285	8.83±0.03	2.6±1.2	8.80±0.07	2.8±1.1
HD35039	8.82±0.03	2.3±0.9	8.62±0.08	6.7±0.8
HD36629	8.74±0.05	2.4±1.3	8.71±0.11	3.8±1.3
HD36430	8.98±0.08	0.0±1.0	8.59±0.11	>9.0±1.0
HD35912	8.97±0.06	0.0±1.0	8.69±0.09	6.3±1.3
HD149438	8.65±0.10	0.2±1.0	8.60±0.06	1.7±0.3
HD36822	8.66±0.05	6.7±1.7	8.58±0.09	>9.0±1.0
HD2083	8.61±0.08	3.8±1.8	8.51±0.07	6.1±2.4
HD34816	8.69±0.07	4.2±2.0	8.55±0.08	7.3±1.5
HD48691	8.57±0.11	>9.0±1.0	8.76±0.08	4.4±3.3
HD46328	8.78±0.04	4.4±0.4	8.65±0.09	7.1±0.2
HD36862	8.69±0.09	1.7±0.5	8.64±0.15	3.7±2.8
HD201795	8.61±0.04	2.8±0.3	8.53±0.08	4.5±0.2
HD28446B	8.62±0.07	7.5±1.0	8.56±0.09	8.6±0.9
HD34989	8.76±0.05	2.6±1.4	8.61±0.12	5.7±1.4
HD157056	8.53±0.03	5.0±1.2	8.52±0.06	5.5±1.0
HD36351	8.70±0.03	2.0±0.8	8.62±0.09	4.3±1.2
HD174298	8.80±0.02	1.9±0.7	8.62±0.09	4.2±1.8
HD144218	9.02±0.13	0.0±1.0	8.90±0.11	0.0±1.0
HD223128	8.59±0.05	4.1±2.4	8.53±0.08	5.7±1.3
HD3360	8.79±0.05	8.0±1.4	8.82±0.12	5.9±1.3
HD177003	8.83±0.05	3.0±2	8.62±0.10	>9.0±1.0
HD210191	8.76±0.03	8.7±0.3	8.75±0.10	>9.0±1.0
HD218440	8.73±0.04	0.8±1.0	8.60±0.17	4.7±3.7
HD32612	9.16±0.12	0.0±1.0	8.70±0.19	>9.0±1.0

Como se puede apreciar en la Tabla 12, las abundancias en esta segunda determinación tienden a ser menores que en la primera, salvo para las estrellas de temperatura media pertenecientes a la asociación Orión OB 1, en las que apenas presenta variación. Es más fácil apreciar esto en la Figura 17. En ella, el orden de las estrellas, del 1 al 33, es el mismo que en la tabla anterior.

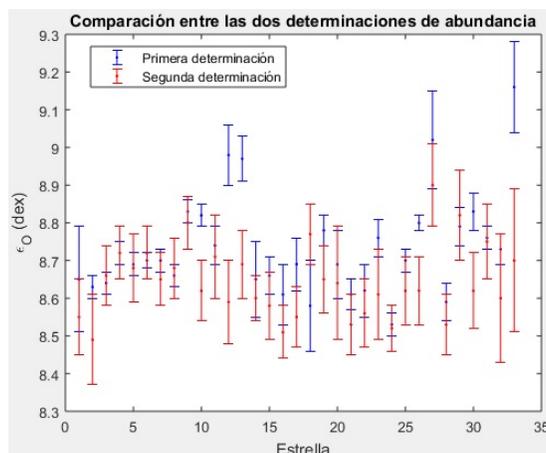


Figure 17: Comparación de las abundancias obtenidas en ambas determinaciones

A la vista de los resultados, se hace evidente que la utilización de distintas líneas espectrales es determinante en los resultados obtenidos, pues en la mayoría de los casos se obtienen discrepancias que rondan el 0.1 dex. Por su parte, las discrepancias de los resultados con Simón-Díaz(2010) podrían explicarse con la utilización de espectros de diferentes épocas en los dos análisis.

Finalmente, tras analizar los resultados de la Tabla 10 y las Figuras 16 y 17, se ha optado por considerar la primera determinación frente a la segunda. Esta decisión viene fundamentada por la mayor proximidad de los valores hallados para las estrellas de Orión OB 1 a los de Simón-Díaz(2010). No obstante, es preciso tener en cuenta que los cuatro valores de abundancia cercanos a 9.0 dex no se pueden considerar válidos debido a una determinación con pocas líneas espectrales.

5 Discusión de resultados

5.1 Temperaturas y gravedades superficiales

Como hemos podido ver en la Tabla 5 y la Figura 9, las temperaturas determinadas para las estrellas de Orión OB1 son menores que las determinadas en Simón-Díaz(2010) para las estrellas más calientes de la muestra, mientras que son mayores para las estrellas más frías. Es posible que esta diferencia se deba a un efecto subjetivo en la determinación del espectro de mejor ajuste.

Alternativamente, existe un efecto que podría explicar esta discrepancia en las estrellas más frías, basado en el blending de la línea de Si III a 4552 Å está muy próxima a otra línea de S II a 4552 Å (véase sección 3.6).

En cuanto a las discrepancias en las gravedades, estas son en general muy pequeñas y atribuibles meramente a efectos subjetivos en el ajuste de espectros a las alas de las líneas de Balmer.

5.2 Abundancias

En cuanto a las abundancias de silicio y oxígeno, estas parecen mostrar una gran homogeneidad dentro de Orión OB1, salvo por el caso de la estrella binaria HD37020 en el caso del silicio y las estrellas HD36430 y HD35912, bastante más altos que el resto, en el oxígeno. Es posible que esto se deba a la utilización de pocas líneas diagnósticas para calcular las abundancias, debido a que el resto de líneas espectrales se consideraron inválidas debido a problemas en el modelado de los niveles de energía del ion de O II o bien a blendings con otras líneas espectrales. De esta manera, estas pocas líneas no son suficientes para medir correctamente la abundancia y se obtienen valores extraños.

En cuanto a las estrellas más calientes, existe otro efecto en la determinación de la abundancia de oxígeno. Los modelos actuales del ion O II no parecen ser adecuados para altas temperaturas, pues no modelan adecuadamente su ionización a O III. Esto se puede ver en la Figura 18.

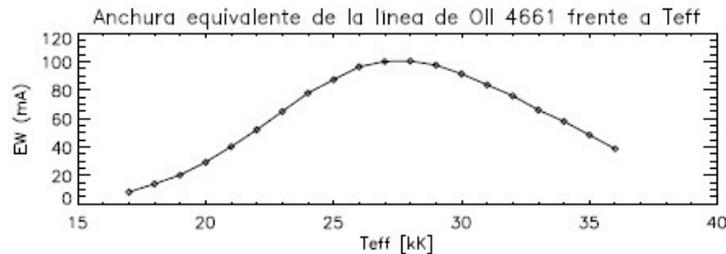


Figure 18: EW de la línea espectral de O II a 4661 Å frente a T_{eff}

Como se puede ver, en la cola a $T_{\text{eff}} > 30\,000$ K el modelo erróneamente no tiene en cuenta la ionización del O II a O III, de modo que da unas anchuras equivalentes mayores de lo que correspondería, y como resultado unas abundancias menores a las reales.

5.3 Grado de inhomogeneidad de ϵ_{Si} y ϵ_O en estrellas B de la vecindad solar

Como objetivo principal de este trabajo, comprobaremos ahora si existe o no homogeneidad de abundancias de oxígeno y silicio en la vecindad solar, o bien si este no existe. Para ello, representaremos en una gráfica polar la posición de las estrellas, con la distancia al Sol como coordenada radial y la longitud galáctica como coordenada angular. Las diferentes abundancias se representarán mediante diferentes colores, tal y como se establece en las leyendas de las imágenes.

En primer lugar, estableceremos la posible existencia de inhomogeneidad en Orión OB1, y posteriormente en el total de estrellas de la muestra.

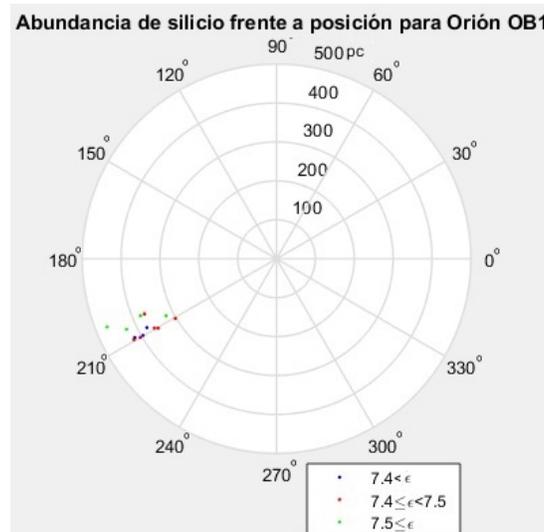


Figure 19: Abundancia de silicio frente a posición en Orión OB1

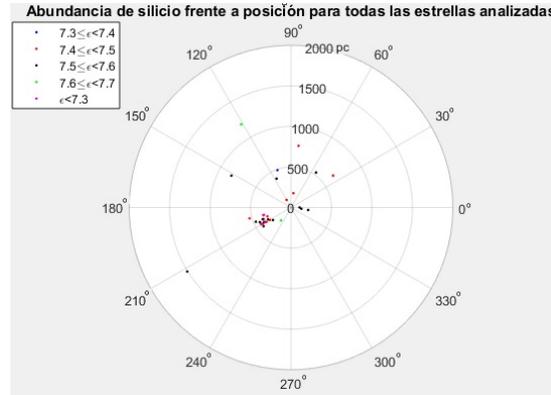


Figure 20: Abundancia de silicio en las estrellas analizadas frente a su posición heliocéntrica

Como podemos ver en la Figura 19, a primera vista parece existir una zona de la asociación Orión OB1, aproximadamente a $b \approx 200^\circ - 205^\circ$, en las que parecen concentrarse las estrellas de mayor ϵ_{Si} . Sin embargo, si se tiene en cuenta el margen de error, hay varias estrellas en las que este cruza el límite que hemos situado en 7.50 dex. Si se tiene este efecto del error en cuenta, no se puede afirmar completamente la existencia de una inhomogeneidad de Si en la asociación Orión OB1.

Esta zona presenta una abundancia media de silicio de $7,46 \pm 0,08$ dex.

En cuanto a inhomogeneidades a nivel de toda la muestra, en principio, a la vista de la Figura 20, no parecen existir; si bien es cierto que la muestra es relativamente pequeña y además existe un fuerte sesgo posicional. Esto se debe a que gran parte de las estrellas de la muestra se encuentran en la zona $180^\circ \leq b < 240^\circ$; mientras que otras zonas, como $240^\circ \leq b < 330^\circ$, se encuentran desprovistas de estrellas, debido a sus coordenadas celestes que impiden la observación desde el Observatorio del Roque de los Muchachos.

La abundancia media de silicio de las estrellas analizadas es de $7,47 \pm 0,08$ dex. Es apenas 0,01 dex más alta que la abundancia media en la asociación Orión OB1. Ambos datos son compatibles y entran en el margen de error del otro, de manera que podemos concluir, que de existir alguna inhomogeneidad, esta es más pequeña que el error asociado a la determinación de abundancias.

Pasamos ahora a los diagramas de abundancia de oxígeno. De nuevo, en primer lugar para las estrellas de la asociación Orión OB1 (Figura 21); y finalmente para todas las estrellas analizadas en este trabajo (Figura 22).

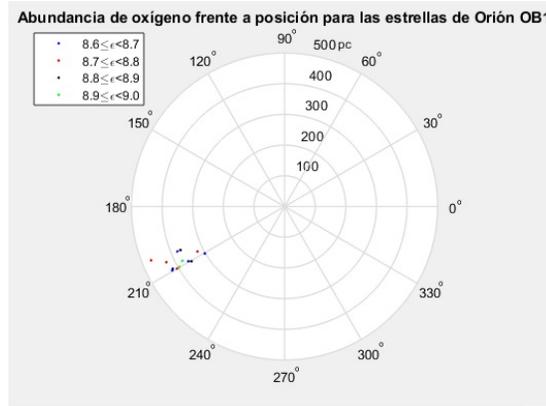


Figure 21: Abundancia de oxígeno en las estrellas de Orión OB1 frente a posición heliocéntrica

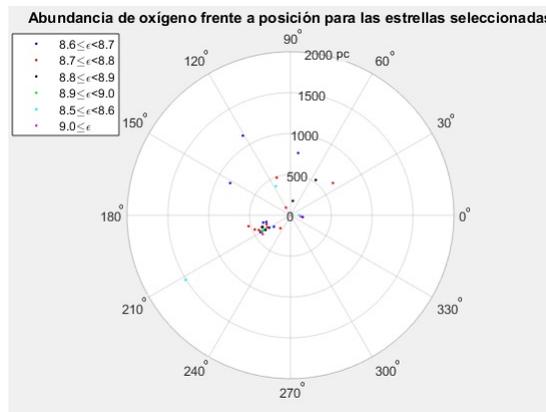


Figure 22: Abundancia de oxígeno de todas las estrellas analizadas frente a posición heliocéntrica

Como se puede ver en la Figura 21, no parece existir un gradiente de abundancias en esta región, y las abundancias se distribuyen de manera aproximadamente homogénea. La abundancia media de oxígeno en esta región es $8,75 \pm 0,12$ dex.

Esta homogeneidad parece mantenerse en el global, como aparece en la Figura 22, pero una vez más aparece este sesgo de posición debido a la localización del telescopio en el hemisferio norte. La abundancia media es de $8,74 \pm 0,14$ dex.

Como ya ocurría en el caso del silicio, la diferencia de apenas 0,01 dex entre ambas y la compatibilidad de ambas abundancias medias nos muestra que

cualquier posible inhomogeneidad espacial es más pequeña que los errores asociados a las mediciones.

Como comentario a esta determinación de abundancias, sería muy beneficiosa la búsqueda en estas zonas no accesibles desde el Observatorio del Roque de los Muchachos de nuevas estrellas de tipos B tempranos en la secuencia principal y la obtención y análisis de su espectro desde telescopios situados en el hemisferio sur, o bien la búsqueda de estos espectros en bibliotecas de datos espectrales, para comprobar si, en efecto, esta homogeneidad percibida es real o solo es un artefacto debido a la localización de las estrellas estudiadas.

Asimismo, no parece verse reflejado en el diagrama de abundancias el gradiente de abundancias de oxígeno existente en la galaxia (Bragança, 2019; Esteban, Fang, García-Rojas et al., 2017; Esteban & García-Rojas, 2018). Sin embargo, tampoco resultaría esperable encontrar sus efectos en una zona tan reducida de la galaxia, donde el efecto en la abundancia del gradiente sería lo suficientemente reducido como para diluirse debido a los errores inherentes al proceso de determinación de abundancias.

6 Conclusiones

Hemos llevado a cabo un análisis autoconsistente de 33 estrellas de tipo espectral B temprano pertenecientes a la secuencia principal. De ellas, 13 pertenecen a la asociación Orión OB1, situada en la constelación de Orión; y el resto se distribuyen por el cielo visible desde La Palma.

Se han determinado sus temperaturas efectivas y gravedades superficiales mediante el ajuste de espectros sintéticos generados mediante los modelos de atmósfera FASTWIND, y se han comparado los resultados con los anteriormente presentados en Simón-Díaz(2010).

Se han determinado las temperaturas y gravedades superficiales (Tablas 5 y 6), y se ha mostrado en las Figuras 9 y 10 que los resultados para las estrellas de Orión OB1 muestran un muy buen acuerdo ($\pm 5\%$ para T_{eff} y 0.15 dex para $\log g$) con Simón-Díaz(2010).

Se han obtenido las abundancias de oxígeno y silicio para las 33 estrellas analizadas (Tablas 7, 8, 9 y 10) y se ha determinado en las Figuras 14 y 15 que los resultados para las estrellas de Orión OB1 muestran una buena coincidencia con Simón-Díaz(2010).

Se ha mostrado que la elección de líneas espectrales en el análisis de abundancia tiene una importancia fundamental en los resultados obtenidos (Tabla 12 y Figura 17)

Se ha determinado que hay una homogeneidad en las abundancias de oxígeno y silicio dentro de la vecindad solar.

7 English summary

In this work, we have performed self-consistent silicon and oxygen abundances calculations on thirty three early B dwarves. Of them, thirteen belong to the Orion OB1 association, located in the Orion constellation, and the other twenty are spread around the accesible galactic longitude ranges from La Palma.

The spectra have been taken with NOT and MERCATOR telescopes, located at the Observatorio del Roque de los Muchachos, La Palma. These spectra, already reduced, have kindly been provided by the supervisor. They will be analyzed to determine the stellar parameters: radial velocity, projected rotational velocity, effective temperature, $\log g$, silicon abundance and oxygen abundance.

Radial velocity is measured using the Doppler shift this velocity induces. Given a stellar spectrum, it will be shifted either to bluer wavelengths or to redder wavelengths, depending on whether the star is approaching or moving away from the observer. By unshifting the spectrum until it coincides with the rest wavelengths of the spectral lines we are measuring, it is possible to measure the radial velocity.

As shown in both Tables 2 and 3 and Figure 6, our results are in excellent agreement with the study our results are being compared with (Simón-Díaz 2010).

Projected rotational velocity is measured using a special program called `iacob.broad`, which calculates the Fourier transform of a spectral line. This Fourier tranform has a series of minimums, the first of which is used to calculate the projected rotational velocity.

The obtained results can be consulted in Tables 2 and 3, and also in Figure 7. Again, both data sets are in very good agreement, with almost all stars inside the $\pm 5\%$ limit.

Once these two parametres have been measured, they can be used to determine the tellas effective temperature and $\log g$. As this will be done by generatic synthetic spectra with a determined T_{eff} and $\log g$, to which rotational broadening will be applied, a good determination of $v \sin i$ is vital for this step. These synthetic spectra are superimposed on the original, observed, spectrum, and the best fitting one will be selected.

Figure 8 excellently illustrates this point. On it, the observed spectra is shown in black, and the superimposed synthetic spectra are drawn in red, blue and green. From this three, the one which best fits the wings of the Balmer spectral lines will be chosen, and both the stellar T_{eff} and $\log g$ will be determined.

However, due to the inherent subjectivity to this method of determining T_{eff} and $\log g$, appreciation mistakes might be made in this step. Fortunately, they can be refined in the next step.

Our results, as seen in Table 5 and Figures 9 and 10, show T_{eff} and $\log g$ to be in good agreement with the values obtained in Simón-Díaz(2010), except for the effective temperature of both the stars HD37020 and HD37042. In the first case, this star is actually a spectroscopical binary, and as such its partner star might perturb its spectrum and complicating the T_{eff} measurement. In the second case, a possible origin for this effective temperature discrepancy is that different spectra taken on different dates might have been used.

At last, after all these parameters have been measured, the abundances determination can properly begin. Abundance is, among others, a function of T_{eff} and $\log g$, so these must be determined before beginning the abundance calculation.

Of capital importance to a good abundance measurement is maintaining the ionization balance. As we are measuring the abundance of an element, and not a specific ion, in the stellar photosphere, it follows that all the analyzed spectral lines, for all ions, must give out the same abundance. Should the contrary happen, this alerts us that the ionization balance is not met, and the proposed temperature is therefore incorrect.

Sometimes, some spectral lines might not give out correct abundance values, either higher or lower. These discrepancies are attributed to problems in the different model ions used, and the problematic lines are removed. Lines which show a clear blending with others are also excluded from this analysis.

This abundance calculation is repeated for both silicon and oxygen. In the case of oxygen, two measurements were performed, a first one using our own exclusion criteria, and a second one using the spectral lines also used in Simón-Díaz(2010). The results of both determinations are compared in Table12 and Figure 17, and from this comparison we decide to take the first one in detriment of the second one.

In Table 7 and Figure 14 we can see a comparison between the silicon abundance obtained in this work and the results obtained in Simón-Díaz(2010). From them, it is clear that, while most of the stars are inside the ± 0.1 dex margin, a few stars, namely HD37020 (spectroscopical binary), HD36430 and HD35912 as a limit case, are located outside of the limit, with abundances lower than 7.4 dex. It is possible that different spectra have been used in both determinations, which would explain the discrepancies.

For oxygen, the comparison with Simón-Díaz(2010) can be consulted in Table 9 and Figure 15. Both show a very good agreement between both determinations, well inside the ± 0.1 dex margin, except for the two stars which immediately stick out: HD36430 and HD35912. In this case, our line exclusion criteria have left only three lines, with which we are to determine an oxygen abundance. As such, this determination is basically useless, and we consider it erroneous.

Lastly, we try to determine whether there is or not a silicon or oxygen abundance inhomogeneity in the solar environment. We will do this for both elements, first in the Orion OB 1 association and in the solar environment, using the thirty three analyzed early B dwarves.

As seen in Figure 19, there seems to be a zone with a greater silicon abundances along galactic longitudes $b \approx 200^\circ - 205^\circ$ along the Orion OB1 association. However, since the $\epsilon_{Si} = 7.50$ is inside the error margin for many stars, it's entirely possible that this higher abundance zone is merely an artifact.

In Figure 20, homogeneity appears to exist in the solar environment as well. However, there is a zone between $240^\circ \leq b < 330^\circ$ which is not covered by this analysis. As it was explained before, this zone corresponds to the sky section which is unavailable to an observer located in the Northern hemisphere. Analysis of stars on this zone, taken from Southern Hemisphere telescopes, would be beneficial to establishing or refuting this homogeneity.

Figure 21 also suggests that no oxygen inhomogeneity exists in the Orion OB1 association, with stars distributing evenly. In figure 22, we also see that there is no inhomogeneity for oxygen in the solar environment either.

8 Bibliografía

- Simón-Díaz, S. 2010, *aap*, 510, A22
- Simón-Díaz, S., & Herrero, A. 2007, *aap*, 468, 1063
- Santolaya-Rey, A. E., Puls, J., & Herrero, A. 1997, *aap*, 323, 488
- Puls, J., Urbaneja, M. A., Venero, R., et al. 2005, *aap*, 435, 669
- Langer, N., & Kudritzki, R. P. 2014, *aap*, 564, A52
- Stasińska, G., and European Astronomical Society, (2012), *Oxygen in the Universe*, PA de Courtabœuf, Francia ,EDP Sciences, pp 11-12, 31.
- SIMBAD Astronomical Database, <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- Bragança, G. A., Daflon, S., Lanz, T., et al. 2019, *aap*, 625, A120
- Nieva, M.-F., & Przybilla, N. 2012, *aap*, 539, A143
- Puls, J., Urbaneja, M. A., Venero, R., et al. 2005, *aap*, 435, 669
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Foesneau, M., et al. 2018, *aj*, 156, 58
- Simón-Díaz, S., & Herrero, A. 2014, *aap*, 562, A135
- Brott, I., Hunter, I., de Koter, A., et al. 2009, *Communications in Asteroseismology*, 158, 55
- Esteban, C., Fang, X., García-Rojas, J., et al. 2017, *mnras*, 471, 987
- Esteban, C., & García-Rojas, J. 2018, *mnras*, 478, 2315
- Maeder, A., & Meynet, G. 2000, *araa*, 38, 143
- Smith, M. A., & Gray, D. F. 1976, *pasp*, 88, 809