



UNIVERSIDAD DE LA REPÚBLICA
FACULTAD DE CIENCIAS
Instituto de Física
Departamento de Astronomía

**Diseño de un protocolo y propuesta de observación
para establecer membresías y candidaturas
en los grupos estelares jóvenes del entorno solar**

Monografía de la unidad curricular Introducción a la Investigación

Por: **Matias López**

Tutor: Dr. Juan José Downes (Departamento de Astronomía, IF, UdelaR)

Montevideo, 2022

Resumen

Durante los últimos años se ha incrementado el estudio de grupos estelares jóvenes (edades menores que 100 millones de años), móviles y cercanos (menos de 200 parsecs) al Sol: los Nearby Young Moving Groups (NYMG). Estos grupos son ideales para estudiar diversos escenarios astrofísicos dada su juventud y proximidad. Para determinar si una estrella es miembro de un dado NYMG son necesarias dos cantidades: velocidades (membresía cinemática, para lo que es necesaria la velocidad radial) y abundancias de Li en atmósferas con lo que determinamos su juventud.

En este trabajo se obtuvieron las cantidades necesarias para la elaboración de una propuesta de observación con el objetivo de determinar las dos cantidades mencionadas anteriormente, específicamente: *(i)* se analizaron los sondeos espectroscópicos de GAIA, GALAH, APOGEE-II y LAMOST, *(ii)* se consideraron 4 observatorios (San Pedro Mártir y Kitt Peak en el hemisferio norte, y El Leoncito y Cerro Pachón en el hemisferio sur) donde poder realizar las observaciones, *(iii)* se desarrollaron dos programas, uno para el cálculo de anchos equivalentes en espectros como función de la señal a ruido y otro para la determinación de la observabilidad de las estrellas desde cada observatorio, *(iv)* se calculó el número de estrellas que carecen de velocidades radiales y abundancias químicas que son el objetivo principal de las observaciones.

Se encontró que: *(i)* los sondeos presentan incompletitudes, *(ii)* desde los observatorios considerados se pueden observar 643 estrellas de una muestra de 1221 en las que el proceso de decaimiento de Li es observable y 2202 estrellas de una muestra de 5015 que carecen de velocidades radiales, *(iii)* la señal a ruido mínima necesaria para medir anchos equivalentes es $SNR \sim 30$, *(iv)* solamente una estrella de la muestra de 1221 tiene información química relativa al litio en el sondeo GALAH, *(v)* hay 1187, 225 y 262 (banda B) y 275 (banda R) estrellas en APOGEE-II, GALAH y LAMOST respectivamente, que pertenecen a nuestro catálogo de 7994 estrellas y que tienen medidas de velocidades radiales.

Contenido

Resumen	I
1. Completitud de los sondeos de grupos estelares jóvenes y móviles del entorno solar	1
1.1. ¿Qué son los grupos estelares móviles, jóvenes y cercanos al sol?	1
1.2. Motivaciones científicas para su estudio	3
1.3. Muestras disponibles de candidatos y miembros	5
1.3.1. Candidatos y miembros en el presente trabajo	5
1.3.2. Determinación de candidaturas y membresías	7
1.3.3. Compendio de catálogos disponibles	12
1.4. Efectos de la incompletitud y contaminación en las muestras	13
1.5. Situación actual y objetivos de este trabajo	14
1.5.1. Situación actual	14
1.5.2. Objetivos	14
2. Diseño del protocolo de observación	16

2.1.	Elementos básicos de espectroscopía	16
2.1.1.	Funcionamiento elemental de un espectrógrafo	17
2.1.2.	Fuentes de ruido y razón señal a ruido	19
2.1.3.	Ancho equivalente de una línea espectral	20
2.2.	Actualización y caracterización del catálogo maestro	20
2.2.1.	Información espectroscópica disponible	20
2.2.2.	Objetos con decaimiento de Li observable	24
2.2.3.	Distribución de brillos	24
2.3.	Protocolo de observación de VR y LiI	26
2.3.1.	¿Qué precisiones se necesitan?	26
2.3.2.	EW como función de SNR	26
2.3.3.	Telescopios y espectrógrafos adecuados	28
2.3.4.	Overheads y tiempos típicos de observación	30
2.3.5.	Observabilidad desde cada observatorio	32
2.3.6.	El programa para el cálculo de observabilidad	37
2.3.7.	Resumen y esquema general del sondeo	40
3.	Análisis de resultados y conclusiones	43
3.1.	Contribuciones científicas posibles y sus protocolos	43
3.2.	Conclusiones	44

3.3. Trabajo en desarrollo	47
--------------------------------------	----

Capítulo 1

Complejidad de los sondeos de grupos estelares jóvenes y móviles del entorno solar

1.1. ¿Qué son los grupos estelares móviles, jóvenes y cercanos al sol?

Los grupos de estrellas co-móviles, jóvenes y cercanos al sol (de ahora en más NYMG por sus siglas en inglés), son agrupaciones de estrellas que poseen posiciones y velocidades similares, se ubican típicamente a menos de ~ 200 pc de distancia del Sol y tienen edades menores a ~ 100 Myrs ($1 \text{ Myr} = 10^6$ años) (Torres et al., 2008).

Debido a su juventud y proximidad han sido objeto de estudio para la búsqueda de exoplanetas (e.g. Marois et al., 2008), estrellas de baja masa y enanas marrones (e.g. Gizis, 2002). A su vez, los NYMG nos pueden ayudar a comprender cómo es la formación y evolución estelar en entornos poco densos (e.g. Lee & Song, 2019), a entender la formación planetaria en discos circumestelares (e.g. Drazkowska et al., 2022) a caracterizar la estructura y dinámica del disco galáctico en el entorno solar y determinar su historia de formación estelar (e.g. Sahlholdt et al., 2022).

Se conocen muy pocas poblaciones con edades entre 5 y 100 Myr. Por esa razón la edad de los NYMG es importante pues son de las pocas agrupaciones que permiten estudiar la evolución de una dada propiedad a edades tempranas pero posteriores al proceso de formación estelar.

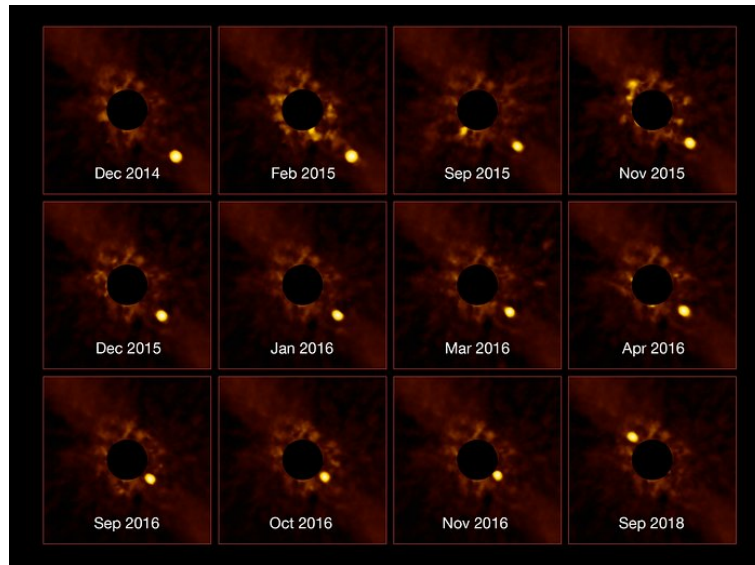


Figura 1.1: Imágenes directas del disco circumestelar en torno a la estrella β Pictoris perteneciente al NYMG del mismo nombre. Créditos: ESO / Lagrange / SPHERE consortium.

La proximidad de los NYMG ofrece como ventaja observacional importante el mayor brillo aparente de sus estrellas pero, por otra parte, produce las siguientes dificultades para su observación (Bertolotto, 2021):

- Se proyectan en el cielo en áreas de centenares de grados cuadrados por lo que es inviable la observación simultánea de varias estrellas principalmente para estudios espectroscópicos.
- Para un estudio completo en número de los NYMG son necesarios sondeos fotométricos y astrométricos de todo el cielo.
- Sus estrellas masivas y brillantes generan la saturación de las imágenes en muchos instrumentos incluso cuando se emplean breves tiempos de integración.
- Los NYMG están mezcladas con las estrellas del campo del entorno solar y no se les puede distinguir claramente empleando solo información fotométrica. Es necesario emplear también información sobre su cinemática, abundancias y edades.

1.2. Motivaciones científicas para su estudio

Los estudios de los NYMG son científicamente relevantes pues son poblaciones estelares ideales para establecer restricciones observacionales a los siguientes fenómenos astrofísicos:

- **Disipación de discos circumestelares:** la idea principal es comprender cómo evoluciona el material del disco, cuáles son las causas de su disipación y cómo ello podría afectar la formación de los planetas (Sousa et al., 2021). Dado que los NYMG son jóvenes y sus miembros se encuentran transitando la etapa evolutiva pre secuencia principal (PSP), es muy probable que éstos presenten discos en donde puedan estudiarse estos fenómenos.
- **Formación de sistemas planetarios:** diferentes estudios en esta área se han dedicado a obtener las tasas de acreción de los protoplanetas así como sus tiempos característicos en los procesos de formación (Grewal et al., 2021). Debido a la probable presencia de discos circumestelares en torno a los miembros de los NYMG, existe la posibilidad de encontrar planetas en formación (cómo se observa en la Figura 1.1).
- **Evolución estelar temprana:** este tipo de poblaciones constituyen una pieza clave para el estudio de las fases evolutivas tempranas en estrellas debido a sus bajas edades. Durante la etapa PSP las estrellas pertenecientes a los NYMG sufren fuertes cambios estructurales internos por lo que su estudio en esta etapa evolutiva permitirá analizar los modelos de evolución y estructura estelar disponibles.
- **Estudio del entorno solar:** los NYMG parecen ser trazadores de cómo las estrellas jóvenes pueblan el disco galáctico. Esto nos lleva a suponer que estrellas viejas del disco pueden haber atravesado procesos similares. Estudiar la historia de formación estelar de estos grupos nos permitirá comprender su contribución al entorno solar actual así como la estructura del disco galáctico y el proceso de dispersión de grupos estelares jóvenes.

En la actualidad los sondeos realizados presentan incompletitudes (Bertolotto, 2021) ya que suponiendo que estas poblaciones siguen una distribución de masa dada por una función inicial de masa (IMF) estándar, deberíamos observar un mayor número de estrellas que el que se observa. Además muchas membresías de los candidatos a miembros de estos grupos no han sido establecidas todavía mediante un análisis de indicadores espectroscópicos de juventud.

En la Figura 1.2 se muestran los resultados de Bertolotto (2021), en donde se ha estudiado en detalle la incompletitud en la agrupación de β -Pictoris. En este trabajo se dice que la observación en un dado bin de magnitudes es incompleta si el residuo es positivo, y contaminada si el residuo es negativo. La Figura 1.2a nos muestra que ambas funciones de luminosidad (FL) son consistentes por lo que nos llevaría a concluir que la muestra es completa y poco contaminada, salvo por la incompletitud en la región de las estrellas más masivas donde $0 < M_G/mag < 2.5$. Aún así, en la Figura 1.2b volvemos a observar la incompletitud de la población en el mismo rango de magnitudes y en la región de estrellas menos masivas ($M_G \geq 10$). A su vez, vemos también zonas del gráfico que evidencian la presencia de estrellas contaminantes.

En dicho trabajo se han encontrado resultados similares para las agrupaciones THA, COL, OCT y CAR. En conclusión, vemos que varios de los NYMG presentan incompletitudes y contaminación. Por más información acerca de los algoritmos empleados para alcanzar estos resultados referirse a Bertolotto (2021), “*Busqueda y caracterización de nuevos grupos estelares móviles y jóvenes en el entorno solar*”.

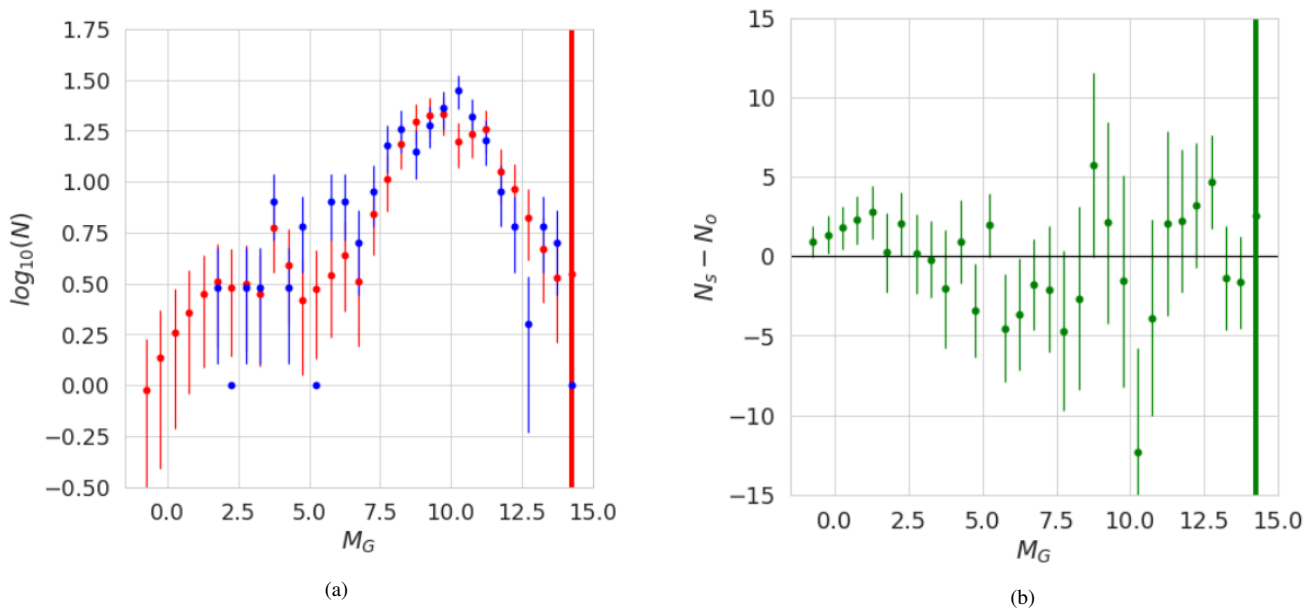


Figura 1.2: Resultados de los análisis desarrollados por Bertolotto (2021) para la agrupación de β -Pictoris presente en el catálogo disponible. Izquierda: Funciones de Luminosidad observada (azul) y simulada (roja). Derecha: Residuos entre la FL sintética y observada. N_s y N_o corresponden al número de estrellas en cada bin en la FL sintética y observada respectivamente. Las líneas verticales roja y verde indican el valor de M_G de la estrella de menor masa predicha por los modelos de Marigo et al. (2017) a la edad de la población.

Por otra parte, la contaminación tiene un peso importante en las observaciones, siendo nuestro objetivo obtener muestras completas con la menor contaminación posible. De esta manera se descartan aquellas estrellas cuya membresía es poco probable volcando el trabajo exclusivamente en estrellas que presentan alta probabilidad de membresía. En conclusión, vemos que un trabajo observacional resulta indispensable para poder confirmar nuevos miembros en estas poblaciones y en consecuencia obtener resultados científicos concretos acerca de las mismas, como por ejemplo: su edad, la IMF, etc.

1.3. Muestras disponibles de candidatos y miembros

¿Qué entendemos por *candidato* y *miembro* de una población estelar?

Es importante entender a qué nos referimos con *candidato* y *miembro*. Si bien estas definiciones dependerán del contexto en el que se esté trabajando, podemos referirnos a éstos desde un enfoque más general para luego enfocarnos en nuestra área de trabajo.

El uso de ambos términos es muchas veces ambiguo en la literatura pues distintos trabajos clasifican estrellas como candidatos o miembros a partir de diferentes conjuntos de propiedades. En general, se dice que una estrella es *miembro* de una dada población si los observables disponibles nos brindan seguridad de su membresía y que una estrella es *candidato* a miembro si los observables disponibles resultan en una membresía incierta o, lo que es lo mismo, existe una probabilidad no nula de que la estrella sea un contaminante de la muestra en estudio. Ambas son definiciones claramente ambiguas pues no cuantifican los niveles de seguridad en el caso de los miembros y de incertidumbre en el caso de los candidatos. En la práctica ambas definiciones y la cuantificación de las probabilidades asociadas dependerán de los observables y métodos empleados que cambian de un trabajo a otro. A continuación daremos ejemplos típicos de candidaturas y membresías provenientes de la literatura y luego daremos una definición específica de lo que en este trabajo llamaremos miembro y candidato.

1.3.1. Candidatos y miembros en el presente trabajo

En el presente trabajo, separaremos la muestra total en tres grupos:

- Candidatos fotométricos: serán aquellas estrellas cuya distribución en diagramas color-magnitud (CMD) se asemejen a las de una población joven ≤ 100 Myr a distancias ≤ 200 pc (ver Figura 1.3a). La magnitud requerida es entonces la absoluta puesto que la magnitud aparente en nuestro caso, en el que las estrellas de un mismo grupo se encuentran a distancias diferentes, nos conduciría a errores de interpretación.
- Candidatos fotométricos y cinemáticos: estos candidatos corresponderán a las estrellas que, además de cumplir con la candidatura fotométrica, también satisfacen los requisitos cinemáticos, es decir sus posiciones y, principalmente, sus velocidades son similares (Figura 1.3b).
- Miembros espectroscópicos por presencia de Litio (*Li*) u otro indicador de juventud: este grupo lo integrarán aquellos candidatos de baja masa que muestran *Li* en sus atmósferas lo cual indica su juventud. La importancia de esta característica será discutida en la siguiente sección.

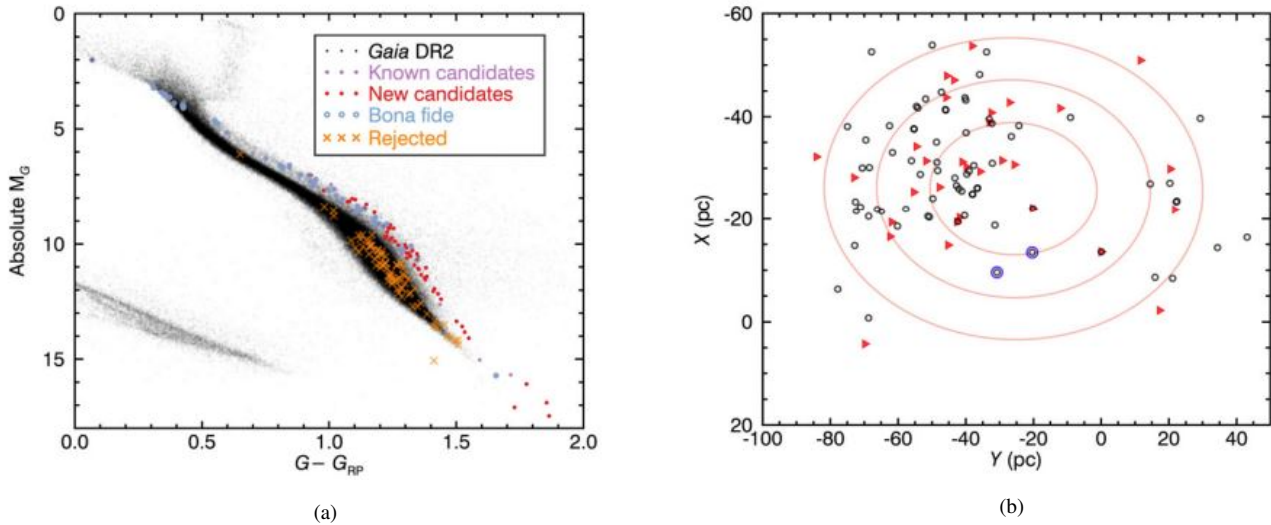


Figura 1.3: Ejemplos de candidatos fotométricos y cinemáticos obtenidos de Gagné & Faherty (2018). Izquierda: CMD con fotometría de Gaia (Gaia Collaboration et al., 2018) de miembros conocidos (violetas) y candidatos fotométricos y cinemáticos a miembros (círculos azules) pertenecientes a β Pictoris comparados con nuevos candidatos fotométricos y cinemáticos (círculos rojos). Con cruces naranjas aparecen los candidatos que no mostraron consistencias con la asociación estelar en cuestión. Derecha: Posiciones galácticas (X, Y) de miembros conocidos en Columbia (triángulos rojos) comparados con los nuevos candidatos (círculos negros). Los contornos naranjas representan las distintas desviaciones estándar de los modelos estadísticos de BANYAN. Los candidatos con baja probabilidad de pertenencia aparecen como círculos azules.

Información disponible

Particularmente en este trabajo estamos interesados en estrellas que pertenecen a los NYMG. El problema de determinar cuáles estrellas pertenecen a dichas poblaciones radica en la contaminación presente en las muestras, es decir la presencia de estrellas que comparten determinadas características específicas de la población pero que no pertenecen a la misma. Esto sucede por ejemplo, cuando ciertas estrellas presentan similitudes fotométricas y cinemáticas con estrellas miembros de la población pero no así en su edad, o a la inversa. Es por este motivo que resulta importante destacar los observables con los que contamos: (i) las posiciones (X, Y, Z) y velocidades (U, V, W) en el sistema referencia cartesiano galáctico heliocéntrico, y (ii) fotometría óptica e infrarroja, que nos permite hacer CMDs y estudiar si su distribución es consistente con la de una población joven. Por otra parte, otro observable muy útil y del que solo una pequeña porción de estrellas tiene información es (iii) espectroscopía, la cual nos brinda información acerca de la juventud de las estrellas independientemente de la fotometría.

1.3.2. Determinación de candidaturas y membresías

Necesitaremos determinar velocidades radiales (VR) y abundancias de Li . La primera para determinar la cinemática 3D de los miembros, y la segunda para determinar su juventud.

Determinación cinemática

Como mencionamos en la Sección 1.1, los NYMG comparten posiciones (X, Y, Z) y velocidades (U, V, W) en el espacio de posiciones cartesianas galácticas heliocéntricas. Las posiciones (X, Y, Z) se pueden obtener a partir de las coordenadas ecuatoriales (α, δ) y del paralaje π o la distancia d como cantidad equivalente. Escribiremos el vector posición en coordenadas rectangulares galácticas como $\vec{R}_G = (X, Y, Z)$, el cual podemos escribir de la forma: $\vec{R}_G = \vec{R}_\odot + \vec{R}_h$, siendo $\vec{R}_h = d(\cos b \cos l, \cos b \sin l, \sin b)$ el vector posición cartesiano heliocéntrico, d la distancia, l y b la longitud y latitud galáctica y $\vec{R}_\odot = (-8.178, 0, 0.208)$ kpc (kiloparsecs) la posición cartesiana galactocéntrica del Sol. Para la obtención de las

coordenadas galácticas l y b podemos utilizar las ecuaciones de Binney & Merrifield (1998):

$$\begin{aligned}\sin(b) &= \cos(\delta) \cos(\delta_{NGP}) \cos(\alpha - \alpha_{NGP}) + \sin(\delta) \sin(\delta_{NGP}) \\ \sin(l_{NCP} - l) \cos(b) &= \cos(\delta) \sin(\alpha - \alpha_{NGP}) \\ \cos(l_{NCP} - l) \cos(b) &= \sin(\delta) \cos(\delta_{NGP}) - \cos(\delta) \sin(\delta_{NGP}) \cos(\alpha - \alpha_{NGP})\end{aligned}\tag{1.1}$$

Siendo $\alpha_{NGP} = 192^\circ 85948$ la ascensión recta del Polo Norte Galáctico, $\delta_{NGP} = +27^\circ 12825$ la declinación del Polo Norte Galáctico y $l_{NCP} = 122^\circ 93192$ la longitud galáctica del Polo Norte Celeste en J2000.0 (Hip, 1997).

Las componentes de la velocidad (U, V, W) quedan determinadas por la distancia, los movimientos propios y la VR. Se define la VR de un objeto como aquella componente del vector velocidad que es colineal con la línea de visión objeto-observador. De esta manera, la VR nos dice si la fuente se está alejando o acercando y se obtienen a partir del estudio del corrimiento Doppler de las líneas espectrales. Para determinar las componentes de la velocidad debemos calcular previamente otras cantidades, como por ejemplo el vector velocidad cartesiano heliocéntrico $\vec{v}_h = (U_h, V_h, W_h)$ para el cual se utilizan las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned}U_h &= VR(\cos b \cos l) - v_l(\sin l) - v_b(\sin b \cos l) \\ V_h &= VR(\cos b \sin l) + v_l(\cos l) - v_b(\sin b \sin l) \\ W_h &= VR(\sin b) + v_b(\cos b)\end{aligned}\tag{1.2}$$

Siendo $v_l = A_v d \mu_l^*$ la velocidad tangencial proyectada en $\hat{l}$ y $v_b = A_v d \mu_b$ la velocidad tangencial proyectada en $\hat{b}$, donde $A_v = 4.74047$ (km/s)/kpc/(mas/yr) es un factor de conversión de unidades y (μ_l^*, μ_b) los movimientos propios galácticos (Hip, 1997).

Para obtener finalmente las componentes de la velocidad galactocéntrica (U, V, W) debemos sumar dos contribuciones a la velocidad: (i) velocidad peculiar del Sol $\vec{v}_\odot = (11.1, 12.24, 7.25)$ km/s, la cual se mide con respecto al Local Standard of Rest (LSR), un sistema de referencia que se mueve junto con el Sol en torno al centro galáctico, y (ii) velocidad del LSR $\vec{v}_{LSR} = (0, 236, 0)$ km/s.

En pocas palabras, la obtención de las posiciones y velocidades se logra a partir de las siguientes cantidades observables: ascensión recta, declinación, paralaje o distancia, y VR. De estas cantidades es la

VR la que está disponible para el menor número de estrellas por lo que su determinación resulta de gran relevancia para nuestro trabajo.

Determinación de juventud

Las observaciones de líneas de Li permiten determinar la abundancia fotosférica de Li en candidatos y concluir si en realidad se trata de estrellas jóvenes. ¿Por qué es relevante este elemento y de qué nos sirve para determinar membresías? Para responder estas preguntas debemos definir el llamado *decaimiento de Litio*.

Si bien es cierto que las reacciones termonucleares de H en estrellas comienzan a suceder de forma estable al momento en que estas llegan a la Secuencia Principal (SP), también suceden otras reacciones en su etapa PSP. En su trayecto hacia la SP la estrella colapsa debido a la falta de una presión lo suficientemente alta para contrarrestar su autogravedad. Durante este colapso la temperatura interna aumenta a tal punto en que comienzan a suceder reacciones de manera inestable que incluyen la quema de D , Li y Be (Carroll & Ostlie, 2014). Aquellas estrellas cuyas masas sean $\leq 0.5 M_{\odot}$ tendrán una estructura completamente convectiva durante la PSP (Bildsten et al., 1997) de modo que las diferentes parcelas de material se remueven internamente desde el centro hasta la superficie de forma cíclica y a través de toda la estructura. De esta manera, estos elementos se irán consumiendo progresivamente al pasar por el centro de la estrella lo que conduce a un decaimiento de la abundancia de estos elementos que podrá observarse en la fotosfera.

Como consecuencia de este proceso, el Li primigenio de la estrella tendrá un tiempo de vida determinado antes de que se consuma completamente entre unos $\sim 10 - 100$ Myr; esto dependerá de la temperatura que puedan alcanzar en su interior (Bildsten et al., 1997). Según Jeffries et al. (2006), el Li comienza a quemarse cuando la temperatura nuclear es de $3 \times 10^6 K$. La edad a la que el Li es consumido completamente será mayor para estrellas de menor masa (temperaturas para quemar el Li nunca se alcanzan para estrellas de masas $< 0.06 M_{\odot}$). De acuerdo con Bildsten et al. (1997), la masa de una estrella que agotó el 99 % del Li es aproximadamente 1.4 veces la masa de aquella que lo agotó en un 50 %. Algunos datos numéricos se muestran en la Tabla 1.1, en donde vemos por ejemplo que una estrella de $0.3 M_{\odot}$ agotará el 50 % de su Li en unos 16 Myr cuando tenga una $T_{eff} \sim 3300 K$, mientras que para una estrella de $0.06 M_{\odot}$ solamente el 14 % de la abundancia inicial de Li sobrevive luego de unos 2600 Myr.

MASA ($M_{\odot}$)	TIEMPO (años)	DECAIMIENTO DE Li (%)
0.6	6.7×10^7	100
0.3	1.6×10^7	50
0.08	1.2×10^8	...
0.06	2.6×10^9	86

Tabla 1.1: Tiempo en el que culmina la quema del Li (salvo para la de 0.3) y su remanente porcentual en estrellas dentro de un determinado rango de masas. (Pozio, 1991), (Nelson et al., 1993), (Palla & Baraffe, 2005), (Bildsten et al., 1997)

De forma general podemos hacer uso de la expresión analítica para el cálculo del tiempo de decaimiento de Li según Bildsten et al. (1997) bajo las siguientes suposiciones: $2000 < T_{eff}/K < 4000$, $0.075 < M/M_{\odot} < 0.5$ y $0.65 < X < 0.75$, con X la fracción de masa del hidrógeno. Entonces para un valor W de agotamiento, se tiene que:

$$t_{depl} = 50.7 \left(\frac{0.1 M_{\odot}}{M} \right)^{0.663} \left(\frac{3000 K}{T_{eff}} \right)^{3.50} \left(\frac{0.6}{\mu} \right)^{2.09} \left(\frac{W}{\ln 2} \right)^{0.124} \text{ Myr} \quad (1.3)$$

Siendo μ el peso molecular medio. El valor W de agotamiento de Li es una cantidad porcentual y se mide como $\log(f_0/f)$ con f la razón $Li - H$ y f_0 la abundancia inicial.

En la Figura 1.4 se muestra gráficamente una comparación entre los datos que se obtienen a partir de la ecuación 1.3 y los que provienen de los modelos de estructura estelar de Baraffe et al. (2015) para estrellas de distintas masas. Vemos claramente que para muchas de las masas que escogimos (de forma que los datos contemplen la mayor parte del rango en torno a la masa límite para la estructura enteramente convectiva $\sim 0.5 M_{\odot}$) los datos no coinciden, motivo que podría explicarse dado que la ecuación 1.3 solo aplica para masas entre $0.75 M_{\odot}$ y $0.5 M_{\odot}$.

El decaimiento de Li define también regiones en el diagrama de T_{eff} vs. *edad* como se ve en la Figura 1.5 tomada de Basri (1998) para el caso de estrellas de muy baja masa cercanas al límite subestelar. La temperatura de la enana marrón más masiva que elimina todo su Li determina un máximo por debajo del cual siempre se observa Li , el objeto será automáticamente subestelar. El límite subestelar de $75 M_J$ implica una temperatura de $2700 K$, que corresponde a un tipo espectral M6. Por ende, cualquier objeto M7 o superior que presente Li debe ser subestelar, independientemente de la luminosidad o edad.

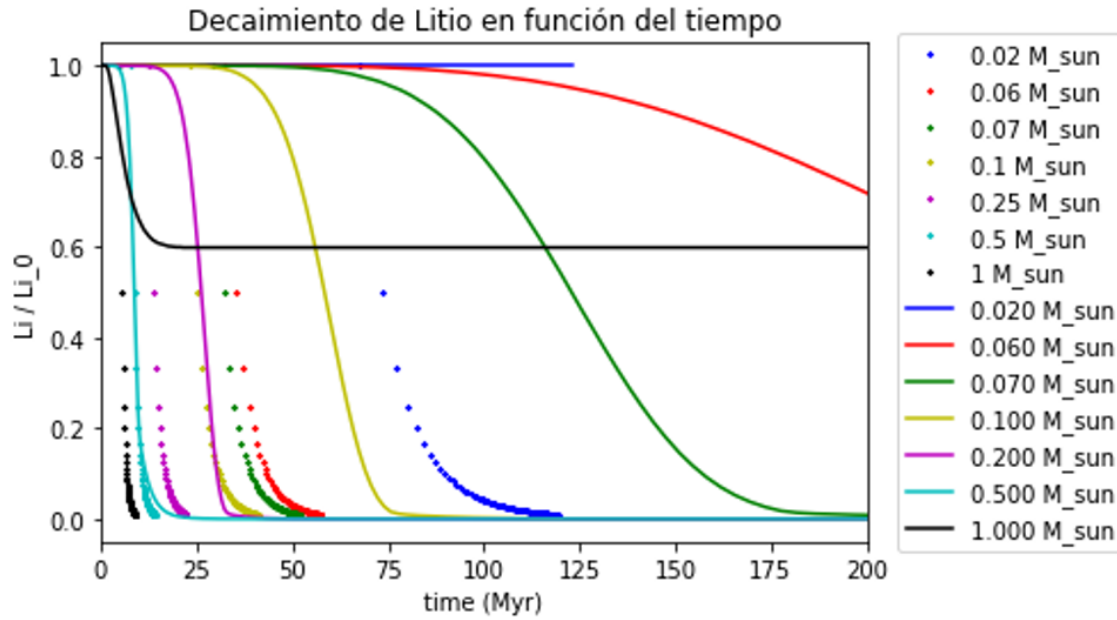


Figura 1.4: Gráfico de las abundancias de Litio en función del tiempo utilizando $\mu = 0.8$ y $T_{eff} = 3200K$. Los puntos representan los valores arrojados por la ecuación 1.3 tomada de Bildsten et al. (1997) y las líneas los datos provenientes de modelos de estructura estelar de Baraffe et al. (2015).

Ahora, ¿cómo podemos observar el Li en un espectro? La línea de Li es claramente observable en estrellas de temperaturas entre $2000 - 3000 K$ (Basri, 1998) y es más fácil de observar en la transición óptica de LiI a los $6708 \text{ \AA}$. Por otra parte, podríamos interesarnos también por el Be , cuya abundancia se infiere al medir la dupla de $BeII$ cerca del UV entre $3130 \text{ \AA}$ y $3131 \text{ \AA}$, además de la transición del BeI a los $3429 \text{ \AA}$ (Brown, 1998). Una cantidad considerable de agotamiento de Be sucede para masas en torno a $0.6 M_{\odot}$ según modelos (Smiljanic et al., 2011). Aún así, como el Be es más pesado que el Li , se espera que sobreviva más tiempo y por ende no lo consideraremos en nuestro análisis para determinar edades (e.g. Basri, 1998).

De acuerdo con Soderblom et al. (2014) existen otros métodos para la determinación de edades. La *cinemática de los grupos jóvenes* es una y nos permite estimar sus edades al vincular la cinemática de los mismos con la de la región de la galaxia a la que pertenecen; se toma como edad la edad de la región. Por otra parte, la *gravedad superficial* de estrellas de una misma temperatura distribuidas en un dado rango de edades puede variar (comparese una enana y una gigante roja). Esto trae aparejado diferencias en el espectro y en el color, lo cual influye sobre las isocronas utilizadas para determinar las edades. También

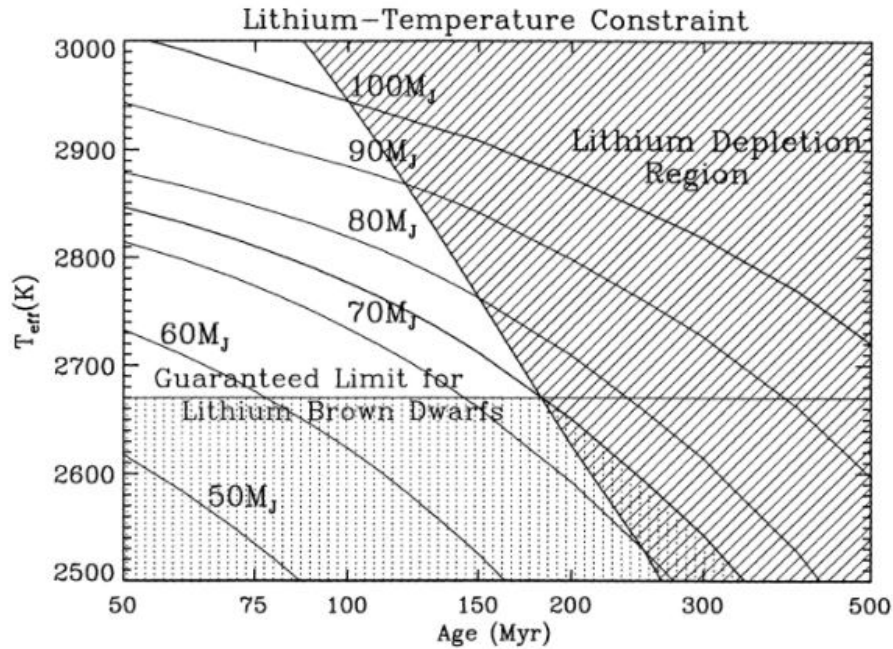


Figura 1.5: Variación de la temperatura efectiva con la edad para diferentes masas. La región del decaimiento del Li (donde el litio se reduce al 1 % de su valor inicial) aparece en la zona a rayas, mientras que la región en donde la detección de Li garantiza que el objeto es subestelar independientemente de su edad aparece punteada. La masa para el límite subestelar figura en la línea gruesa y corresponde a $75 M_J$ (Masas de Júpiter).

comenta sobre la utilización de otros métodos tanto empíricos como modelo dependientes, como es el caso de rotación estelar, acreción y discos circumestelares, pulsaciones y sismología, etc.

1.3.3. Compendio de catálogos disponibles

A la fecha contamos con un catálogo de 7994 estrellas cuya membresía a un NYMG es muy probable y que resulta de la compilación hecha por J. J. Downes, (comunicación privada) de los siguientes trabajos: Gagné & Faherty (2018); Torres et al. (2006); Viana Almeida et al. (2009); da Silva et al. (2009); De Silva et al. (2013); Elliott et al. (2014); Malo et al. (2013, 2014); Malo et al. (2014); Gagné et al. (2015); Cruz et al. (2009); Dawson et al. (2013); Kraus et al. (2014); Murphy & Lawson (2015); Ducourant et al. (2014); Galvez-Ortiz et al. (2010, 2014); Makarov & Urban (2000); Moor et al. (2013); Riedel et al. (2014); Shkolnik et al. (2012); Zuckerman & Song (2004).

Trataremos este catálogo de 7994 estrellas en el Capítulo 2. A modo general e ilustrativo podemos ver la distribución espacial de las estrellas que componen este catálogo en el gráfico de la Figura 2.2e.

1.4. Efectos de la incompletitud y contaminación en las muestras

A continuación comentaremos sobre los posibles sesgos que añaden cierto grado de incompletitud y contaminación sobre las muestras y cómo sus efectos pueden afectar los resultados esperados. Existen diferentes tipos de sesgos los cuales categorizaremos de la siguiente forma: (i) Intrínsecos a la población y ubicación en la galaxia, (ii) Observacionales debido a la sensibilidad instrumental y la técnica de observación, y (iii) Teóricos.

Algunos de los sesgos **intrínsecos a la población** son la extinción, excesos IR debidos a discos, distancia, error de conteo y multiplicidad. Los sesgos **observacionales** están dados por la función de selección, una herramienta que suele utilizarse a la hora de seleccionar subconjuntos en las muestras, la sensibilidad del instrumental que genera incompletitud en flujo, y la cobertura y la resolución espacial que generan incompletitud en número. Por último, los sesgos **teóricos** están asociados a incertidumbres en la relación Masa/Luminosidad y modelos estructurales y de evolución estelar.

La incompletitud en flujo se debe a limitaciones observacionales y/o instrumentales. Sucede debido a la técnica observacional empleada cuya cobertura no abarca la totalidad de la población de interés, por ejemplo observar determinado cúmulo hasta cierta magnitud, aún sabiendo que el mismo posee estrellas de magnitud superior. Por otro lado, la incompletitud en número ocurre cuando no es posible observar espacialmente la población completa ya sea por cuestión de tiempo o por limitaciones instrumentales.

El problema de la incompletitud y contaminación no debe tomarse a la ligera ya que pueden afectar los resultados y las conclusiones científicas sobre los temas que hemos comentado en la Sección 1.2. En particular, aquellos sesgos que puedan generar incompletitudes en flujo deben ser tratados cuidadosamente ya que, como veremos más adelante, muchas de las estrellas con las que trabajaremos corresponden a la región menos masiva y más débil de sus respectivas poblaciones. Por otra parte, la incompletitud en número (y también en flujo) impacta directamente en el estudio de la IMF la cual juega un rol fundamental a la hora de comprender la historia de formación estelar en el entorno solar. Los sesgos asociados a extinción, exceso

de IR y distancias pueden afectar las observaciones para el estudio de discos circumestelares y formación planetaria. A su vez, los sesgos teóricos mencionados anteriormente determinarán que tan acertados son los modelos evolutivos estelares a edades tempranas adoptados para el estudio de las estrellas durante su etapa PSP.

1.5. Situación actual y objetivos de este trabajo

1.5.1. Situación actual

El análisis de los catálogos disponibles indica claramente la incompletitud y contaminación de las muestras disponibles de candidatos y miembros de los NYMG lo cual puede sesgar las conclusiones sobre varios aspectos científicos relevantes. Así, es necesario confirmar y/o descartar espectroscópicamente la membresía de los candidatos fotométricos y/o cinemáticos disponibles o, al menos, elevar la probabilidad de membresía de los candidatos netamente fotométricos mediante la adición de su candidatura cinemática.

Algunos sondeos espectroscópicos (RAVE, LAMOST, APOGEE y GALAH) han realizado o realizarán algunas de las observaciones necesarias pero sólo para un subconjunto de los candidatos disponibles y por lo tanto la incompletitud de las muestras persistirá, por lo que el desarrollo de nuevas observaciones es imprescindible para obtener muestras completas.

1.5.2. Objetivos

El objetivo general del presente trabajo es diseñar y justificar un protocolo de observación eficiente para confirmar espectroscópicamente la membresía de los candidatos disponibles a miembros de los NYMG así como determinar la candidatura cinemática de aquellos candidatos que todavía no poseen VR.

1. Justificar las motivaciones científicas para contar con muestras completas de NYMG
2. Actualizar el compendio de catálogos de candidatos y miembros de los NYMG

3. Emplear un software ya existente para detectar nuevos candidatos y miembros empleando VR de APOGEE-II y GAIA
4. Evaluar como el número de objetos del catálogo resultante con VR cambiará con las futuras publicaciones de datos del sondeo GAIA
5. Identificar estrellas presentes en sondeos actuales de abundancias químicas
6. Escribir un protocolo eficiente para determinar VR y abundancia de Li en candidatos y miembros

Capítulo 2

Diseño del protocolo de observación

2.1. Elementos básicos de espectroscopía

La espectroscopía astronómica es una técnica instrumental con la que la luz policromática proveniente de un objeto observado es dispersada para medir la intensidad de su emisión como función de la longitud de onda de la radiación. Esa dispersión permite entre otras cosas detectar bandas de absorción o líneas de absorción o emisión cuya longitud de onda nos permite asociarlas a procesos atómicos o moleculares de emisión y absorción de fotones en un dado medio gaseoso. Igualmente el desplazamiento de una dada línea respecto de su posición esperada cuando la fuente se encuentra en reposo, permite calcular la velocidad relativa entre el observador y el objeto observado empleando el efecto Doppler.

Como mencionamos, las medidas de VR y ancho equivalente de L_i requieren de observaciones espectroscópicas. En esta sección veremos de forma general los principios básicos de funcionamiento del tipo de espectrógrafo con el que se deben llevar a cabo nuestras observaciones, cómo se calcula el ancho equivalente para medir la intensidad de las líneas y cuáles son las principales fuentes de ruido en los espectros.

2.1.1. Funcionamiento elemental de un espectrógrafo

Un espectrógrafo (o espectrómetro) es un instrumento empleado para registrar el espectro de frecuencias de la emisión de luz de una determinada fuente mediante la dispersión de las diferentes longitudes de onda. Existen diferentes tipos de espectrógrafos entre los que se destacan los *prisma objetivo*, los *de rendija* y los *echelle*.

Los prismas objetivo son los espectrógrafos más sencillos. El elemento dispersor de la luz es un prisma delgado pero de diámetro lo suficientemente grande para cubrir todo el objetivo del telescopio. El prisma es colocado en la boca del telescopio dispersando la luz que luego sigue el camino óptico del telescopio. La ventaja de este tipo de espectrógrafo es que permiten obtener espectros simultáneos de todas las estrellas presentes en el campo del telescopio. La desventaja es que su resolución espectral es muy baja por lo que los espectros resultantes son útiles siempre que no se necesite un análisis espectral muy detallado. Este tipo de instrumento no es el apropiado para nuestro trabajo pues los espectros tienen una dispersión muy baja, se solapan entre sí y además nuestras estrellas de interés están distribuidas en todo el cielo.

El espectrógrafo de rendija es un sistema más complejo. Está compuesto de los siguientes elementos: rendija, colimador y dispersor. La luz entra en el espectrógrafo a través de la rendija y es colimada por una lente o prisma que denominaremos colimador. Luego, es dirigido al elemento dispersor que difundirá la luz de las diversas longitudes de onda en diferentes direcciones. Tras ser dispersada, la luz será nuevamente enfocada por medio de un sistema óptico para finalmente ser recogida por un detector que generalmente es una cámara CCD. Un esquema del sistema se muestra en el panel izquierdo de la Figura 2.1.

Los elementos dispersores suelen ser redes de difracción debido a su mayor poder dispersivo y a que no deforman el espectro del modo en que lo hace un prisma, produciendo una dispersión más lineal con la longitud de onda. El funcionamiento de las redes de difracción se basa en las interferencias constructivas que se producen cuando la luz atraviesa una sucesión de obstáculos lineales equiespaciados.

Resolución de un espectrógrafo

La resolución R de un espectrógrafo es una medida de la separación mínima en longitud de onda que deben tener dos líneas espectrales en torno de una dada longitud de onda para ser distinguibles. Es decir,

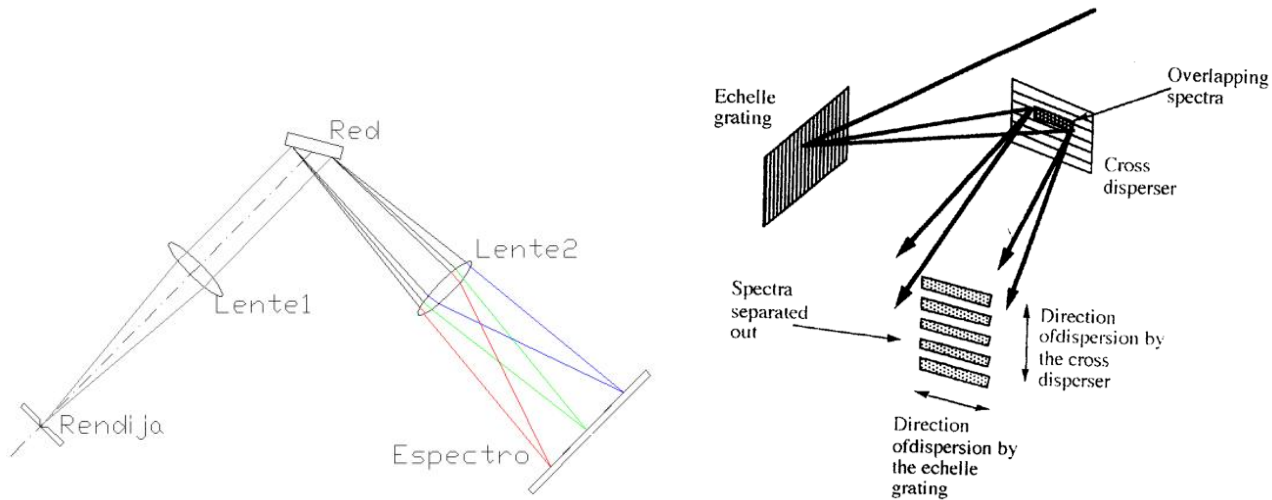


Figura 2.1: Esquemas elementales de un espectrógrafo de rendija (izquierda) y de un espectrógrafo echelle (derecha).

es una medida de la capacidad que tiene un espectrógrafo para distinguir entre dos longitudes de onda muy próximas entre sí. Se le puede definir como $R = \lambda / \delta\lambda$, donde λ es longitud de onda central de una línea y $\delta\lambda$ es la pureza espectral, es decir, el ancho de la línea (también llamado perfil instrumental) que dependerá del sistema óptico y de la calidad del elemento dispersor. Se dice, equivalentemente, que una línea está resuelta o que es posible distinguir dos líneas muy próximas, si se cumple que: $\delta\lambda < \Delta\lambda$, donde $\Delta\lambda$ es la distancia en longitud de onda entre los máximos de las líneas.

¿Cómo podemos mejorar la resolución? Modificando la rendija del instrumento y la red de difracción. Por ejemplo, una rendija ancha permitirá un mayor pasaje de la luz, produciendo una imagen más grande y por ende una menor resolución. Por el contrario, si la rendija es pequeña, el pasaje de la luz se verá disminuido y en consecuencia se producirá una imagen de menor tamaño pero con mayor resolución.

Funcionamiento del espectrógrafo echelle

Las observaciones propuestas con este trabajo deben ser de alta resolución $R \gtrsim 10000$ por lo que es necesario emplear un tipo de espectrógrafo llamado echelle (del francés, *échelle*: escalera) que ofrece una alta resolución dada la red de difracción que utiliza. La red de difracción utilizada es una red echelle la cual se encarga de difractar la luz por longitud de onda a diferentes órdenes. Luego, cada orden es dispersado por

una nueva red de difracción ortogonal a la anterior logrando una separación aún mayor para evitar posibles solapamientos. El resultado es un espectro compuesto por franjas aproximadamente paralelas, cada una asociada a un rango diferente de longitudes de onda. La red de difracción utilizada se caracteriza por tener una densidad baja de surcos o escalones. Al igual que otras redes de difracción, el ancho de los surcos o escalones es cercano a la longitud de onda de la luz a difractar provocando que la longitud asociada a cada escalón sea difractada. Un esquema del sistema echelle se muestra en el panel derecho de la Figura 2.1.

2.1.2. Fuentes de ruido y razón señal a ruido

La razón señal a ruido (SNR del inglés *signal to noise ratio*) es el cociente entre la señal S que queremos medir y el ruido R en el que dicha señal está embebida: $SNR = S/R$. La señal S es el número de fotones detectados provenientes de la fuente y el ruido R es la suma de todas las contribuciones que afectan la medición de la señal. Las principales fuente de ruido son:

1. Ruido de fotones: producto de la variación estadística inherente a la tasa de arribo de fotones al detector que sucede a intervalos determinados por una estadística de Poisson. Este tipo de ruido afecta tanto a la fuente (asociado al número de fotones de la fuente misma) como al fondo del cielo (asociado a la contribución de fotones del cielo en la región ocupada por la fuente).
2. Ruido de lectura: generado por el propio sistema electrónico (amplificadores y conversores A/D) empleado para leer los detectores.
3. Ruido térmico: producido por los electrones liberados por efecto térmico en la estructura de silicio del detector y que depende fuertemente de la temperatura del chip.

En el caso de la espectroscopía, la SNR de un espectro en el dado intervalo de longitudes de onda será entonces una medida de la relación entre el flujo promedio del espectro en ese intervalo y el ruido promedio presente en el mismo intervalo.

2.1.3. Ancho equivalente de una línea espectral

Definiremos el ancho equivalente (EW del inglés *equivalent width*) como el área cubierta por una línea espectral en un gráfico de flujo vs longitud de onda o frecuencia. Una línea espectral es una línea del espectro que se corresponde a un aumento (línea de emisión) o disminución (línea de absorción) en el flujo. El EW es una medida de la eficiencia de la absorción o profundidad de la línea y puede escribirse como:

$$EW = \int_0^{\infty} [1 - r(\nu)] d\nu \quad (2.1)$$

donde $r(\nu) = I_\nu/I_0$ con I_ν el flujo de la línea y I_0 el flujo de la parte continua del espectro.

Las absorciones como la de Li que nos interesa en este trabajo están caracterizadas por $EW > 0$ y suceden debido a que la radiación proveniente del centro de la estrella interactúa con el material de la fotosfera estelar el cual absorbe la radiación de longitud de onda que es resonante con la composición química del gas produciendo $I_\nu < I_0$.

2.2. Actualización y caracterización del catálogo maestro

2.2.1. Información espectroscópica disponible

Hemos actualizado el catálogo maestro de 7994 estrellas candidatas y miembros de los NYMG presentado en la Sección 1.3.3, sumando información proveniente de los sondeos Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018), GALAH (De Silva et al., 2015), LAMOST (Zhao et al., 2012) y APOGEE-II (Majewski et al., 2017). Estos sondeos se han dedicado a realizar espectroscopía de muy alta y moderada resolución (a excepción de Gaia cuya resolución es baja) de grandes áreas del cielo (a excepción de Gaia que ha observado todo el cielo) con el objetivo principal de estudiar la estructura de la Vía Láctea. La Figura 2.2 muestra la cobertura espacial en coordenadas galácticas y ecuatoriales de los sondeos y del catálogo maestro. Se observa que las estrellas se encuentran distribuidas a lo largo de todo el cielo con una mayor concentración en el hemisferio Sur debido a que la mayoría de los sondeos se han dedicado a observar esa región.

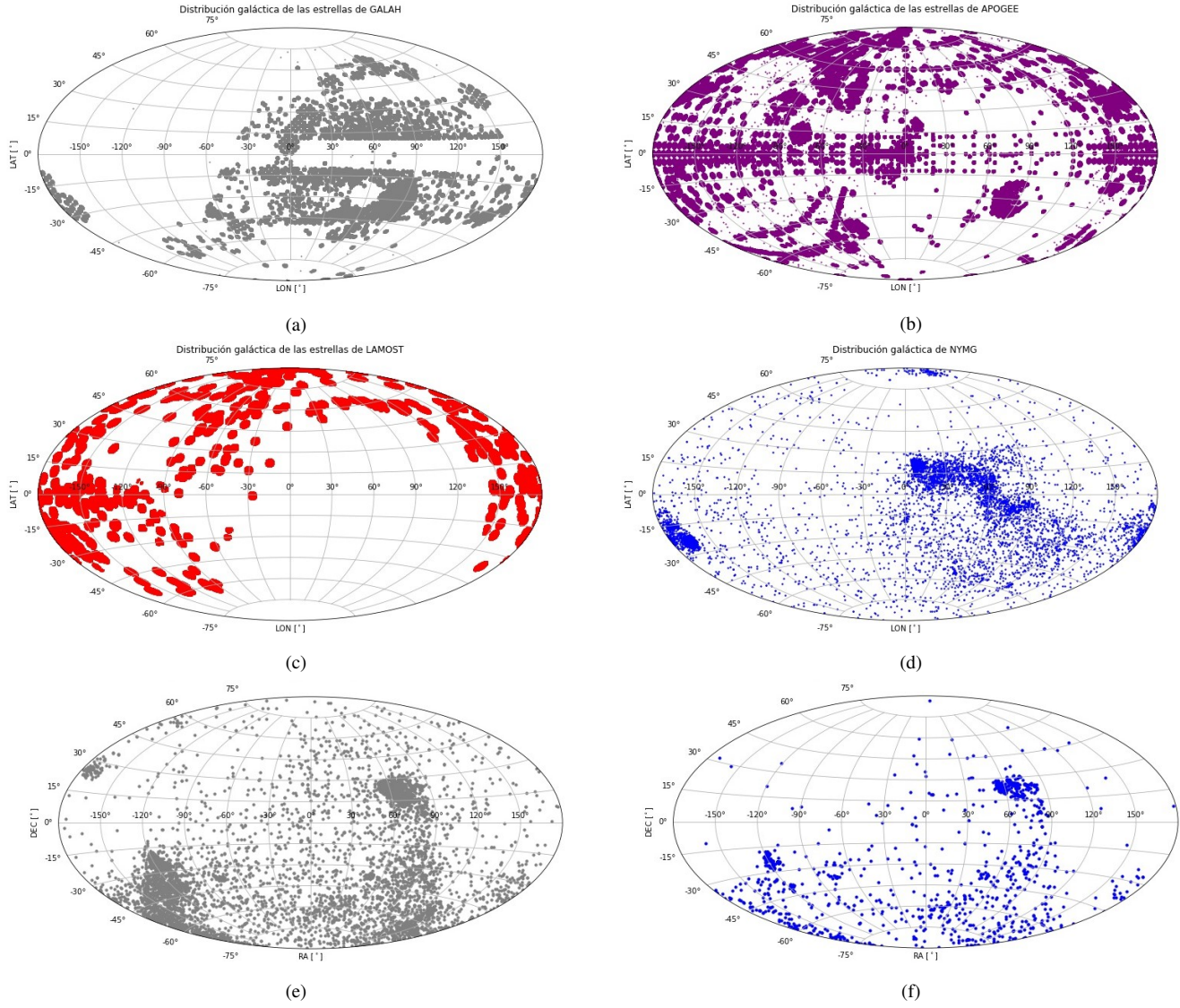


Figura 2.2: Paneles superiores y medios: Distribución espacial en coordenadas galácticas para las estrellas del sondeo GALAH, APOGEE, LAMOST y las estrellas pertenecientes a nuestro catálogo de NYMG. Paneles inferiores: Distribución espacial en coordenadas ecuatoriales de las estrellas pertenecientes a nuestro catálogo de NYMG (izquierda) y de los candidatos a observar por presencia de Li (derecha).

Estos sondeos nos brindan información muy importante no solo por su calidad sino porque contienen datos sobre las cantidades que nos interesan en este trabajo: VR y/o detección de la línea de LiI .

La Tabla 2.1 muestra el número de estrellas que hemos identificado como comunes al catálogo maestro y a los catálogos de los sondeos mencionados. Nuestro objetivo con estas identificaciones fue doble:

completar la información disponible sobre las estrellas del catálogo maestro y explorar cuáles de ellas ya tienen observaciones disponibles para excluirlas de nuestro protocolo de observación.

Catálogos	Nº de estrellas	G+D	Li	GAIA	GALAH	APOGEE	LAMOST
Total G+D	7994	...	1221	7408	273	1187	365
Li en G+D	1221	1221	...	1221	8	235	65
GAIA	1.692.919.135	7408	1221	...	-	-	-
GALAH	588.571	273	8	-	...	-	-
APOGEE	629.234	1187	235	-	-	...	-
LAMOST	14.096.967	365	65	-	-	-	...

Tabla 2.1: Número de estrellas del catálogo maestro y sus identificaciones en diferentes sondeos. Las casillas indicadas con “-” señalan que no se han realizado uniones entre los catálogos correspondientes. La etiqueta *Li* indica el número de estrellas con decaimiento de *Li* observable como se explica en la Sección 2.2.2. G+D indica el catálogo maestro Gagne+Downes.

Encontramos que, dados los intereses del sondeo, GALAH ha observado en su mayoría estrellas con masas ($M > 0.5M_{\odot}$). Recordemos que el decaimiento de *Li* solo es observable en estrellas con masas $0.06 < M/M_{\odot} < 0.5$. De la muestra de 1221 estrellas en las que podemos determinar el decaimiento de *Li* (que discutiremos en la Sección 2.2.2), GALAH ha observado sólo 8, de las cuales solo una (Gagne 1345) tiene medidas de abundancias de *Li*. El espectro se muestra en la Figura 2.3. Las restantes 7 estrellas poseen información de abundancias de otros elementos químicos pero no de *Li*.

Por otra parte, APOGEE-II contiene información de VR para 1187 estrellas del catálogo maestro y 235 de las estrellas observadas por APOGEE-II pertenecen a nuestra selección de estrellas con decaimiento de *Li* observable. Sin embargo, no son útiles para la detección de *Li* pues las líneas atómicas del *Li* ocurren en el óptico y APOGEE-II es un espectrógrafo infrarrojo.

De las 7408 estrellas del catálogo maestro observadas por Gaia, en el actual DR2 sólo 2045 poseen medidas de VR. Durante el desarrollo de este trabajo el consorcio Gaia publicó las magnitudes límite estimadas para la medida de VR en el Data Release 3 que se publicará en junio de 2022. Se estima que ~ 6600 estrellas del catálogo maestro tendrán VR en Gaia DR3. Un resumen de estos resultados se muestran en la Figura 2.4.

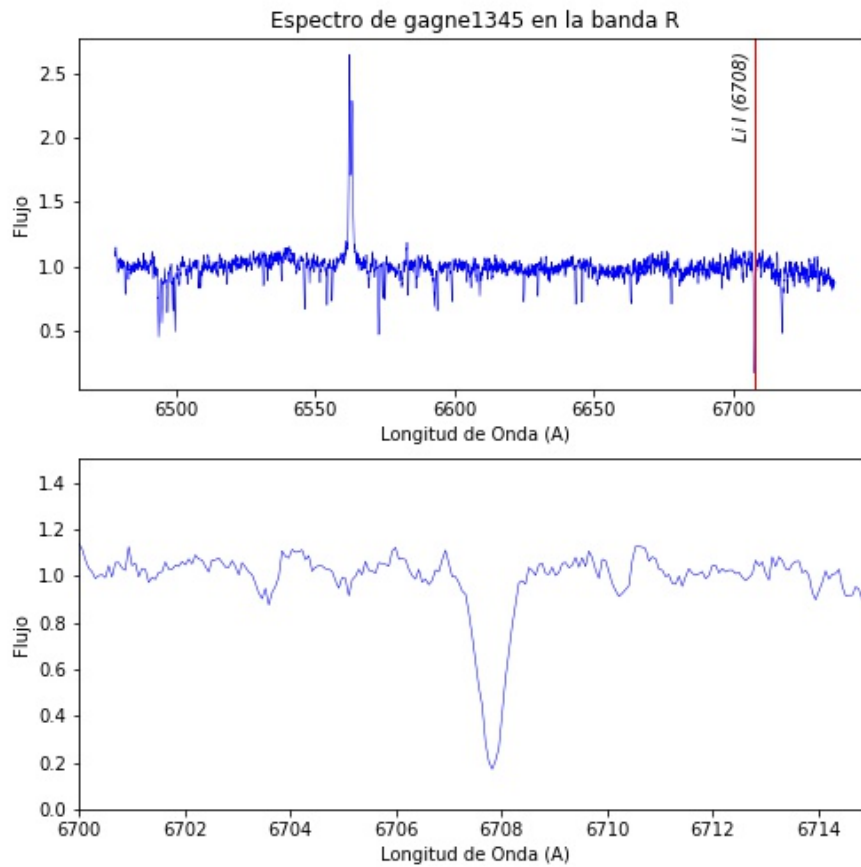


Figura 2.3: Espectro del candidato Gagne 1345 de la agrupación Upper Scorpius, obtenido por el sondeo GALAH en la banda R. El panel inferior muestra un acercamiento de la línea LiI .

Por su parte, LAMOST ha observado 365 de las estrallas de nuestro catálogo dentro de las cuales 65 pertenecen a nuestra selección donde el decaimiento de Li es observable, 262 poseen medidas de VR en la banda B y otras 275 en la banda R.

Esto justifica la importancia de un estudio observacional para determinar VR y abundancia de Li y estimar la juventud y membresías de las candidatas pues la mayoría carece todavía de estas mediciones.

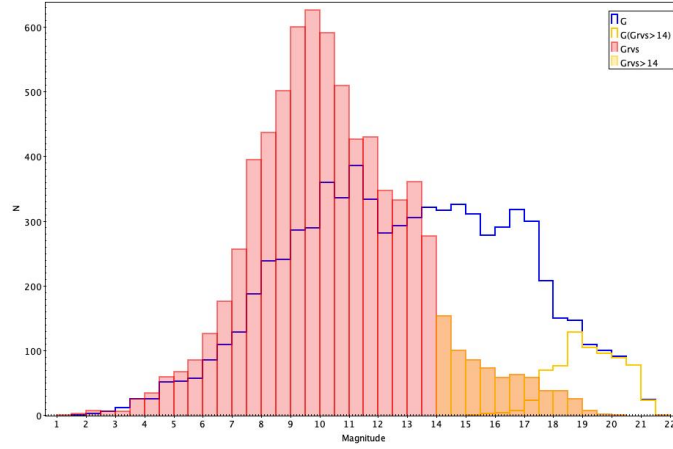


Figura 2.4: Distribución de magnitudes de las estrellas del catálogo maestro que tendrán VR en Gaia DR3. La magnitud G_{RVS} es la magnitud en la banda fotométrica en la que opera el espectrógrafo de Gaia con el que se mide la VR. El histograma anaranjado sólido indica los objetos con $G_{RVS} > 14$ que no tendrán VR en Gaia DR3. Los histogramas vacíos indican las distribuciones correspondientes a la banda G .

2.2.2. Objetos con decaimiento de Li observable

A partir del catálogo de 7994 estrellas discutido en la Sección 1.3 se caracterizó la muestra de candidatos y miembros a partir de los modelos de evolución y estructura estelar tomados de Baraffe et al. (2015) para seleccionar aquellas estrellas cuya fotometría es consistente con una masa y edad en la que el decaimiento de Li es observable. La Figura 2.5a muestra un CMD en donde se graficó el catálogo completo de GALAH (puntos grises), las estrellas de nuestro catálogo que están en GALAH (puntos grandes de colores) y aquellas estrellas donde el decaimiento del Li es observable (puntos celestes). Nótese que el límite inferior de la distribución de puntos celestes es diagonal respecto de las isocronas, lo cual refleja el comportamiento discutido anteriormente según el cual estrellas más masivas consumen su Li más rápido que las estrellas de más baja masa. Se obtuvo que un total de 1221 estrellas se ubican en esa región.

2.2.3. Distribución de brillos

La distribución de brillos absolutos y aparentes en la banda G de Gaia se muestra en la Figura 2.6. Las magnitudes aparentes de los candidatos se encuentran en un amplio rango $9 < G < 20$. Estos brillos

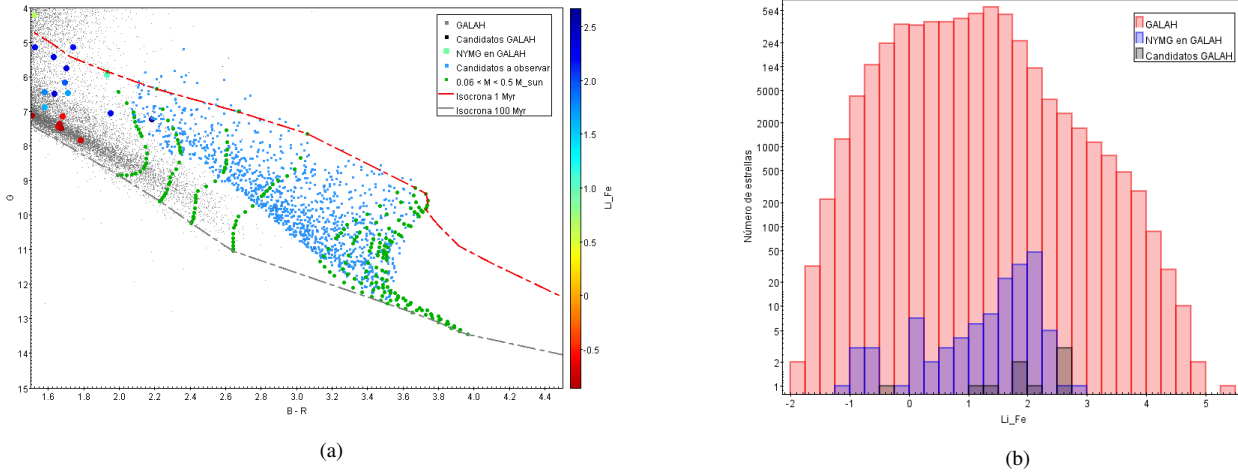


Figura 2.5: Izquierda: Diagrama color-magnitud con fotometría de Gaia. Los puntos celestes corresponden a objetos cuya masa y edad se combinan para que el decaimiento de Li sea observable. Se indican las isocronas para edades de entre $1 < t/Myr < 100$ y trayectorias evolutivas para masas $0.06 < M/M_{\odot} < 0.5$. Derecha: Histograma de abundancia de Li de la muestra completa de 588.571 estrellas de GALAH (rojo), de las 273 estrellas del catálogo maestro identificados en GALAH (azul) y de aquellas que se ubican en la región de Li observable (gris) pero no están presentes en nuestro catálogo maestro.

son imprescindibles para estimar los tiempos de integración necesarios para alcanzar la SNR requerida en las nuevas observaciones.

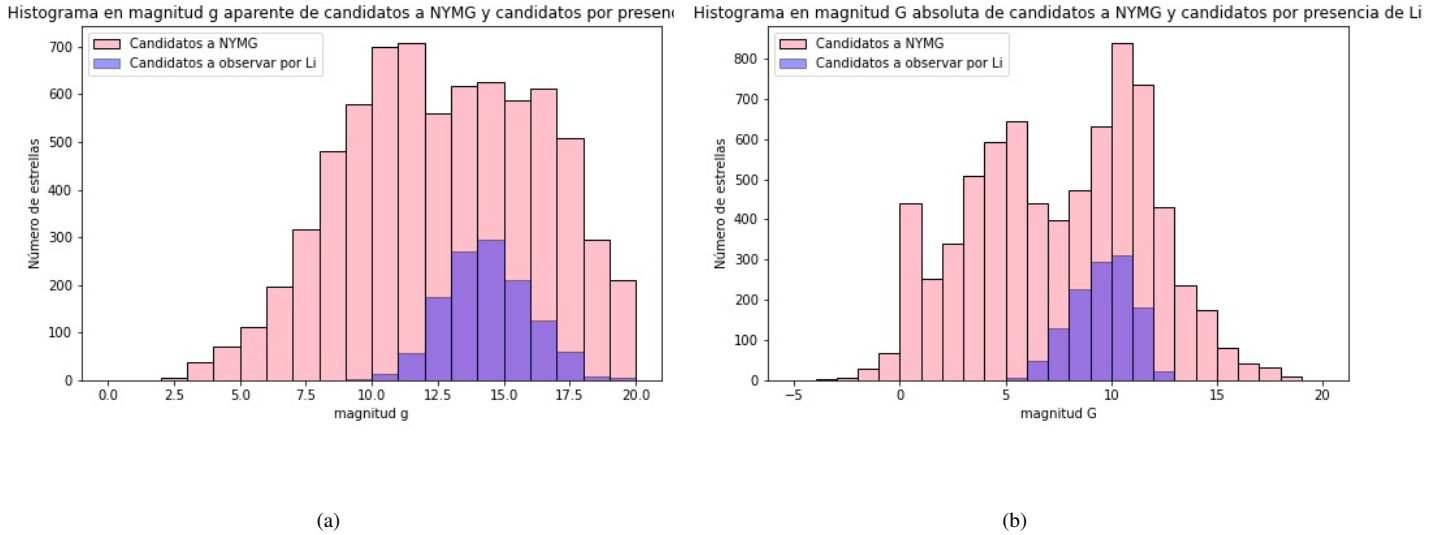


Figura 2.6: Histogramas de las magnitudes G aparentes (izquierda) y absolutas (derecha) con fotometría del sondeo Gaia de todas las estrellas del catálogo maestro (rojo) y aquellos con decaimiento de Li observable (azul).

2.3. Protocolo de observación de VR y LiI

2.3.1. ¿Qué precisiones se necesitan?

Considerando las estrellas de nuestro catálogo que son miembros confirmados de NYMG y cuentan con VR medidas por Gaia vemos que el error promedio de su VR ronda los $\sim 3 \text{ km/s}$. Consideraremos entonces esta como una precisión como representativa de la necesaria para distinguir miembros de diferentes NYMG.

El error en VR depende de varias propiedades instrumentales como la SNR y la resolución R , y propiedades físicas del objeto observado como la profundidad de la línea empleada para la medición. Las dependencias más importantes son que el error en VR es inversamente proporcional a la SNR y a la resolución R . Como dijimos la precisión puede depender de otras propiedades instrumentales por lo que su valor es propio de cada instrumento. Como veremos en la Sección 2.3.3 una precisión del orden de 3 km/s se alcanza para valores de $R \sim 10000$ y $SNR \gtrsim 40$.

En cuanto a los EW , como mencionamos anteriormente, debemos alcanzar cierto valor de SNR que nos permita medirlo de forma precisa. Según nuestras estimaciones, creemos que a partir de una $SNR \sim 40$ la línea de absorción resulta apreciable y el EW puede ser medido. En la siguiente sección se explican y discuten estos resultados.

2.3.2. EW como función de SNR

Debido a que SNR depende explícitamente de los tiempos de integración, comprender cómo cambia el EW con SNR resulta crucial a la hora de definir el tiempo de integración de nuestras observaciones. En otras palabras, nos interesa saber a partir de qué valores de SNR podremos distinguir la línea de Li en un espectro observado para definir el tiempo de integración apropiado.

Para comprender cómo varía EW como función de SNR hemos trabajado con el espectro de la Figura 2.3 que muestra un espectro reducido de GALAH con $SNR \sim 100$, $R \sim 28000$ y en el que la línea de LiI a los $6708\text{\AA}$ se distingue claramente.

Agregamos ruido al espectro produciendo espectros sintéticos con diferentes SNR . Los ruidos se sumaron al flujo como valores aleatorios extraídos de una distribución de probabilidad gaussiana centrada en cero y cuya desviación estándar es consistente con el dado valor de SNR que definimos entre 5 y 100. Una selección de los espectros resultantes se muestra en la Figura 2.7. Cada uno de los espectros fue generado 5 veces y se calculó el promedio de los EW de la línea de Li para cada uno. Los resultados se muestran en la Figura 2.8. Para valores $SNR < 20$ el EW presenta alta dispersión mientras que para $SNR > 30$ el EW tiende a un valor constante al que consideramos la medida precisa del EW de la línea. Estimamos así en $SNR \sim 30$ el valor mínimo de SNR para detectar la línea de Li a una $R \sim 28000$.

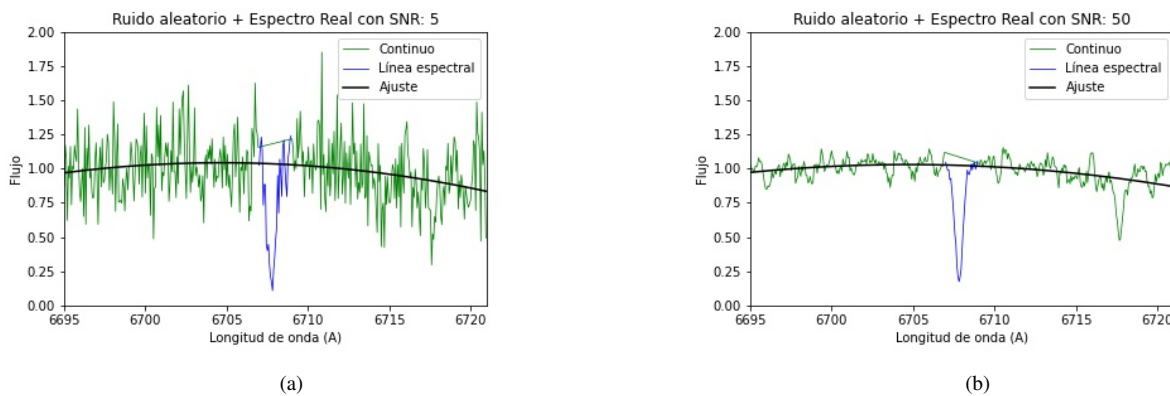


Figura 2.7: Espectros sintéticos generados a partir del espectro real de Gagne 1345 para distintos valores de SNR .

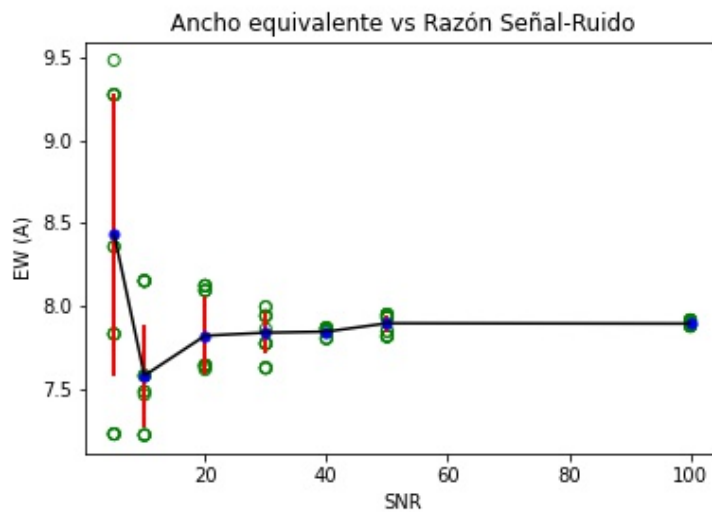


Figura 2.8: Anchos equivalentes en función de la SNR para el espectro de Gagne 1345.

El programa para la suma de ruido y el cálculo de EW

Para generar el gráfico de la Figura 2.8 es necesario calcular el EW de una línea en un mismo espectro para diferentes SNR y repetir el proceso reiteradas veces. Para ello se desarrolló un programa escrito en el lenguaje de programación Python, utilizando la herramienta interactiva JupyterLab y los paquetes Pandas, NumPy, Matplotlib y SciPy. El diagrama de flujo de la Figura 2.9 muestra de forma esquematizada los procesos más importantes desarrollados por el programa.

El programa le brinda la oportunidad al usuario de trabajar una línea espectral de un espectro real o una línea gaussiana sintética. Si el usuario opta por la primera opción, se solicita que ingrese los datos del espectro a tratar y se calcula, en primer lugar, el EW sin agregar ruido adicional a los datos ingresados. Si la elección es la segunda, se procede a generar un número determinado de puntos que representen la longitud de onda que junto a la función gaussiana dan como resultado los flujos de línea correspondientes. Las siguientes medidas de EW se realizan para distintos valores de SNR . Para el cálculo de EW se realizó el ajuste del continuo alrededor de la línea mediante un ajuste polinómico como se muestra en la Figura 2.7.

2.3.3. Telescopios y espectrógrafos adecuados

Dada la distribución espacial de los candidatos a observar y sus magnitudes aparentes discutidas en la Sección 2.2, es necesario utilizar dos tipos de telescopio que posean espectrógrafos echelle y estén ubicados en ambos hemisferios. Considerando las SNR requeridas ($SNR \gtrsim 30$) y tiempos de integración razonables (digamos de no más de una hora por objeto), las observaciones se pueden realizar con espectrógrafos instalados en telescopios de $2.0m$ para el caso de candidatos brillantes, y con telescopios de $3.5 - 4.0m$ en el caso de las estrellas más débiles.

Para este trabajo hemos considerado dos telescopios de $2m$ ubicados en México (San Pedro Martir) y en Argentina (El Leoncito). Ambos cuentan con espectrógrafos echelle y nos permiten realizar observaciones de las estrellas más brillantes con brillos entre $12 < G < 14.5$. Por otra parte, para la observación de las estrellas más débiles se consideraron dos telescopios, uno de $4.0m$ ubicado en Chile (Cerro Pachon) y otro de $3.5m$ ubicado en Estados Unidos (Kitt Peak), los cuales también cuentan con espectroscopía echelle y permiten observar estrellas de hasta magnitud $G \sim 17$.

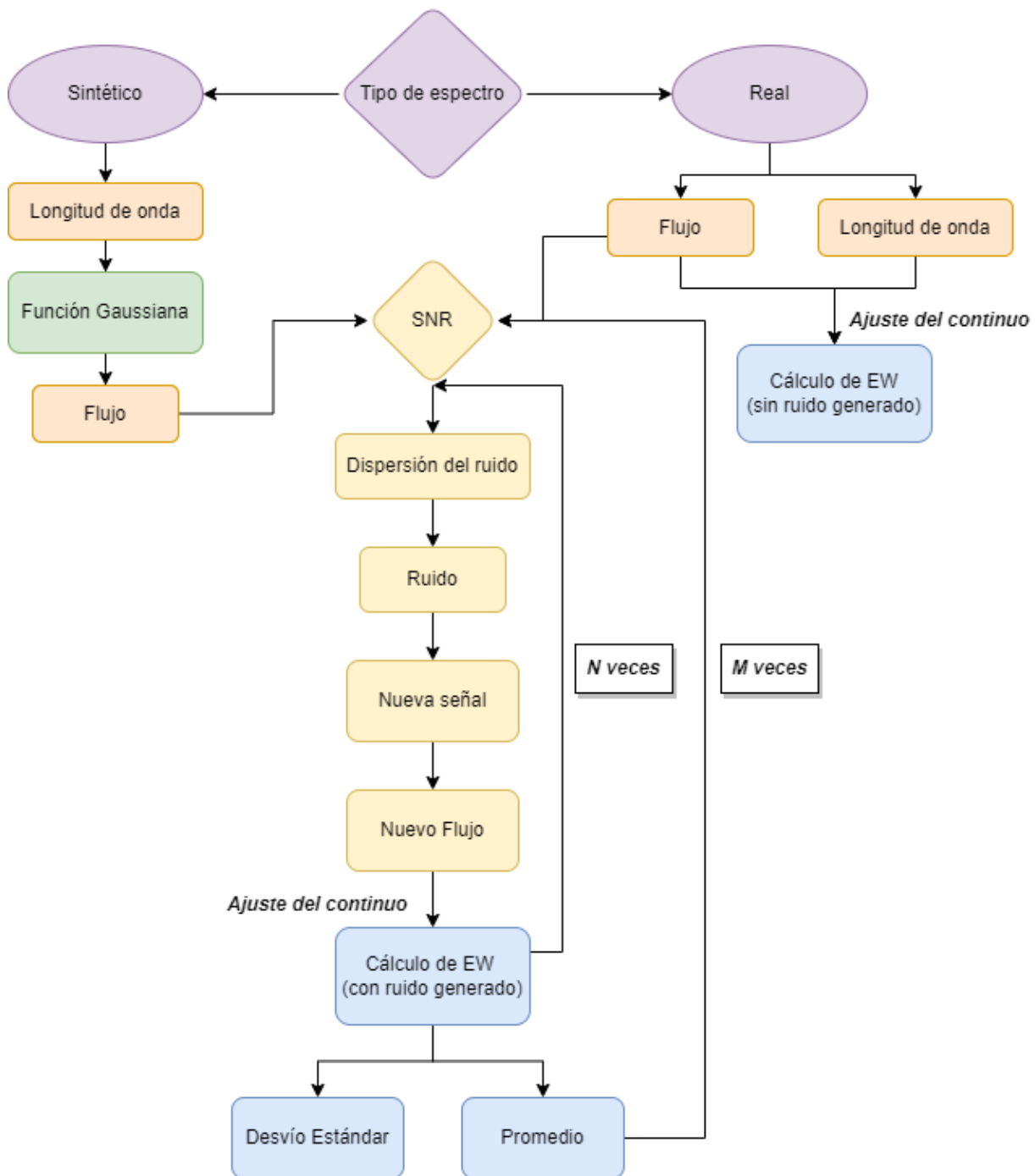


Figura 2.9: Diagrama de flujo del programa desarrollado para la generación de espectros de distinta SNR y el cálculo del EW en función de la SNR .

A estas conclusiones se llegó después de analizar varios observatorios y espectrógrafos y efectuando los cálculos de los tiempos de integración necesarios para la SNR requerida, mediante los correspondientes calculadores de tiempo de integración. Como ejemplo, la Figura 2.10 muestra como luce el calculador de tiempo de integración del espectrógrafo NEID instalado en el telescopio WYIN de Kitt Peak. En particular, este calculador está configurado para los siguientes límites: $3000 < T_{eff}/K < 6000$, $3 < V_{mag} < 17$ y $10 < t_{exp}/s < 3600$ y asume un valor fijo de masa de aire $\chi = 1.1$. Para obtener el tiempo de integración se ingresa la T_{eff} y magnitud V del candidato a observar y la SNR requerida a una dada longitud de onda.

NEID Exposure Time Calculator About RV Precision SNR Exposure Time (RV) **Exposure Time (SNR)**

Proposers to the NOAO call for NEID should use this calculator to estimate the exposure times for their observations given a target SNR or RV precision, and the inverse of those functions. This exposure time calculator was written by the NEID Science Team and is based on current best-estimates for the total system throughput as a function of wavelength, precision from the default data pipeline, and based on template stellar spectra at $v \sin i = 2$ km/s and solar metallicity. All throughput estimates are deliberately conservative, and there is an additional 30% margin built-in on top of this conservatism.

This calculator will be updated as better estimates of system performance become available, and as on-sky performance is measured during commissioning.

Calculate Exposure Time

Effective Temperature (K):

V-mag:

Desired SNR:

Central Wavelength (nm):

Figura 2.10: Calculador de tiempos de integración del espectrógrafo NEID.

La Tabla 2.2 muestra la información de cada uno de los cuatro instrumentos y los tiempos de integración para estrellas de diferentes magnitudes con distintas configuraciones instrumentales. Notese que hemos decidido considerar para las observaciones ángulos cenitales máximos $z_{max} = 45^\circ$ para evitar masas de aire elevadas que afecten las observaciones por extinción atmosférica. A partir de la información de la Tabla 2.2, decidimos que las observaciones por observatorio se restrinjan a determinados rangos de magnitud según las especificaciones instrumentales. Los rangos adoptados fueron los siguientes: $9 < G < 13$ para CASLEO, $0 < G < 12$ para SPM, $14.9 < G < 17.7$ para SOAR y $0 < G < 15$ para KPNO.

2.3.4. Overheads y tiempos típicos de observación

Los tiempos de observación son la suma de los tiempos de integración más el overhead o *tiempo muerto de telescopio*. Con overhead nos referimos al tiempo de observación durante el cual no se están

Instrumento	G [mag]	Seeing ["]	z [°]	SNR	$t_{int,tot}$ [s]	Red [l/mm]	Resolución [Å/px]	Binning	Rendija ["]
CASLEO + REOSC R ~ 12.500	9	1,1	45	30	435	400 rojo	2,9	1x1	3
				50	850	400 rojo	2,9	1x1	3
				100	2035	400 azul	2,9	1x1	3
	10	< 3	45	50	1800	400 azul	2,9	1x1	3
	11		45	30	3000			1x1	3
	12	< 3	45	50	1800	600 300	2 4	1x1	2
	12.5		45	50	900			1x1	
	13		45	50	900			1x1	
KPNO + NEID R ~ 95.000	9	1,1	45	100	796				
	10	1,1	45	100	1938				
	11	1,1	45	60	1712				
	12	1,1	45	50	3224				
	13	1,1	45	30	2932				
	14	1,1	45	20	3252				
	15	1,1	45	10	1938				
SOAR + Goodman R ~ 1.850 - 14.000	14,9	0,63	45	100	600	400 rojo	3,6	2x2	1
		0,76		100	600	400 rojo	3,6	2x2	1
	16,7	0,52	45	63	600	400 rojo	3,6	2x2	1
		0,72		63	600	400 rojo	3,6	2x2	1
	17,7	1,07	45	30	600	400 rojo	3,6	2x2	1
		1,07		40	600	400 rojo	3,6	2x2	1
SPM R ~ 18.000	9		45		3000				
	10		45		3600				
	11		45		4000				
	12		45		3600				

Tabla 2.2: Información instrumental para cada espectrógrafo y los tiempos de integración correspondientes con datos de Levato (1997), *NEID Exposure Time Calculator*, *Estimating Exposure Times with Goodman* y Suárez (2019).

recibiendo fotones de las estrellas de interés. Algunas tareas observacionales que involucran overheads son las imágenes de calibración estándar (bias, darks y flats), lámparas para la calibración en longitud de onda (He, Ne, Ar, Th, Cu, entre otros), la observación de las estrellas estándares de VR, el apuntado del telescopio, el posicionamiento de la estrella en la rendija del espectrógrafo y la lectura de los detectores.

Para los instrumentos considerados se han utilizado los siguientes tiempos de overhead por estrella observada, suministrados por los correspondientes observatorios teniendo en cuenta las imágenes de calibración, estándares y lámparas así como el apuntado a los targets: 10 minutos para SPM, 2 minutos para SOAR, 5 minutos para KPNO y 2 a 3 minutos para CASLEO. Como ejemplo, la Tabla 2.3 muestra los tiempos de observación requeridos para observar las estrellas visibles desde SPM.

NYMG	Total de estrellas	Tiempo total de integración [h]	Tiempo total de observación [h]
BPMG	10	10.3	12.0
TAU	5	5.1	5.9
ARG	1	1.0	1.2
Field	1	1.0	1.2
COL	2	2.2	2.5
CAR	1	1.1	1.3
Unknown	2	2.2	2.5
TOTAL	22	22.8	26.6

Tabla 2.3: Tiempos de integración y observación totales para la observación completa de las agrupaciones observables desde SPM considerando overheads de 10 minutos.

2.3.5. Observabilidad desde cada observatorio

A partir de los rangos en magnitud observables desde cada observatorio, de las distribuciones espaciales y de la condición de que las estrellas se deben observar a $z < 45^\circ$, realizamos un análisis para establecer cuántas y cuáles estrellas pueden ser observadas desde cada observatorio. Los resultados se resumen en la Figura 2.11 y en la Tabla 2.4.

Es importante notar que las estrellas del catálogo maestro con magnitudes $G > 17$ no son observables con ninguno de los cuatro instrumentos propuestos. Para estas estrellas son necesarios telescopios de mayor tamaño y forman parte de un trabajo futuro.

Para cada observatorio no solo nos interesa conocer el número total de estrellas que podemos observar sino también a qué agrupaciones son candidatas a pertenecer. De esta manera podremos tener fundamentos sólidos a la hora de definir las prioridades observacionales. Dado el gran número de NYMG presentes en la muestra (~ 40), discutiremos los resultados en mayor profundidad para un solo observatorio (SPM) sin pérdida alguna de generalidad. La elección de SPM se basa en su bajo número de candidatos observables, lo que nos permite una mejor comprensión e interpretación de los resultados. Luego, la información en las tablas permite repetir análogamente el mismo análisis para los restantes observatorios.

La Figura 2.12 muestra que desde SPM se pueden observar candidatos a miembros de solo 5 agrupaciones y algunas estrellas jóvenes de membresía desconocida.

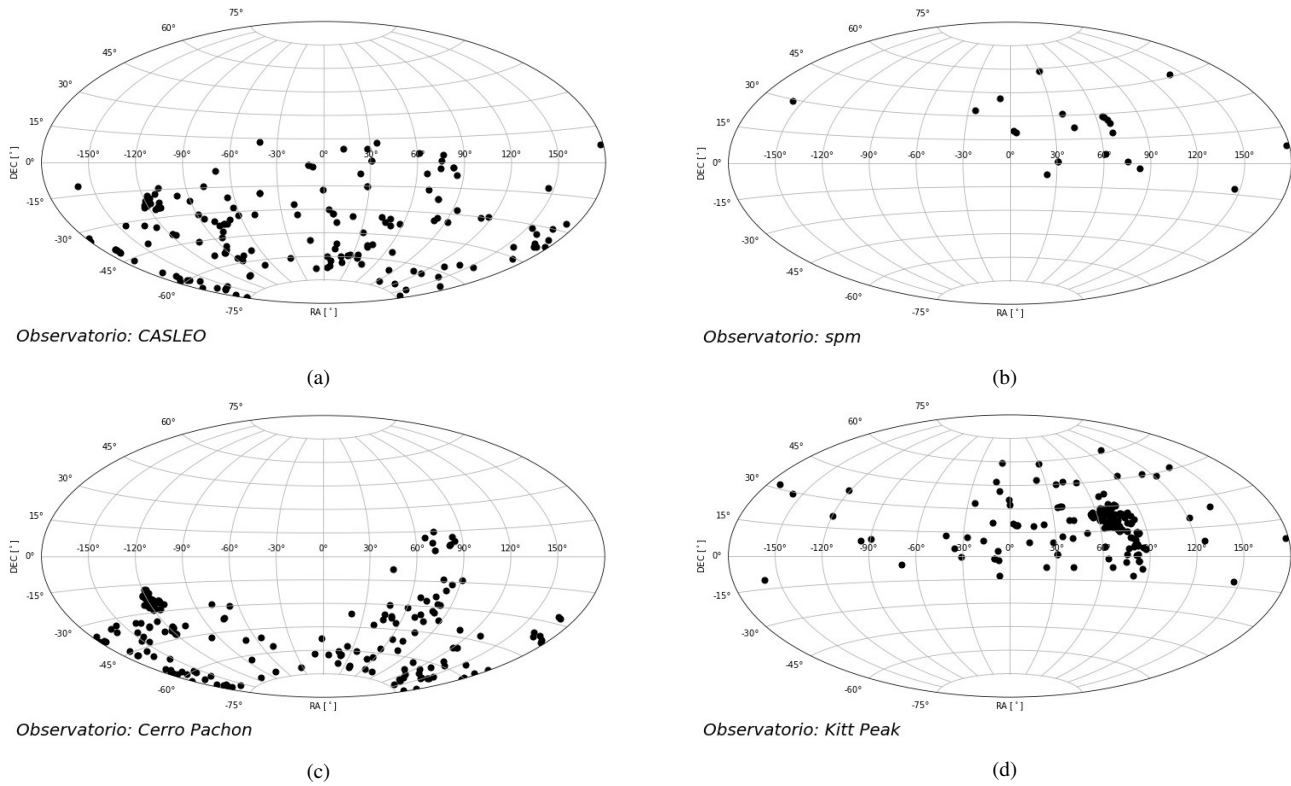


Figura 2.11: Distribución espacial de los candidatos a ser observados desde los cuatro observatorios considerados.

En particular, vemos que algunas de las agrupaciones más numerosas como PLE, LCC, UCL, y ABDMG no tienen estrellas observables desde SPM ya sea por su brillo y/o posición.

Por otro lado, desde SPM sí es posible observar un pequeño número de estrellas de la agrupación β -Pictoris que es de particular interés científico. La Tabla 2.5 muestra información más detallada de las 10 estrellas pertenecientes a la agrupación β -Pictoris visibles desde SPM. Este puñado de estrellas representa el grupo más numeroso a observar desde SPM y por tanto podrían ser considerados como de alta prioridad. La Figura 2.14 muestra los CMDs que nos aseguran que esas 10 estrellas candidatas a β -Pictoris son observables desde SPM. Se suman a los diagramas las trayectorias evolutivas e isocronas de los modelos de estructura y evolución estelar de Baraffe et al. (2015) con los que podemos estimar su masa y edad.

De la Figura 2.14b se observan algunas estrellas que por su ubicación en el CMD parecerían no pertenecer a la muestra de interés tal y como se mostró anteriormente en la Figura 2.5. En primer lugar debemos notar que en este caso el gráfico se realiza considerando magnitudes absolutas puesto que es en

NYMG	Total	Li	San Pedro	CASLEO	3.5-m / Kitt Peak	SOAR / Cerro Pachón
118TAU	15	5	0	0	3	0
ABDMG	640	35	0	5	16	5
ARG	127	18	1	11	10	0
BPMG	360	106	10	45	37	7
CAR	161	57	1	5	1	14
CARN	90	4	0	0	0	1
CBER	80	0	0	0	0	0
COL	253	64	2	3	4	16
CRA	39	16	0	3	0	2
Castor	12	1	0	0	1	0
ECh	2	0	0	0	0	0
EPSC	46	26	0	3	0	1
ETAC	26	14	0	0	0	0
Field	21	2	1	1	1	0
HYA	285	4	0	0	3	1
Hyades	33	2	0	0	1	1
IC2391	50	0	0	0	0	0
IC2602	60	0	0	0	0	0
LCC	537	95	0	13	0	33
LUP	126	48	0	3	0	17
OCT	163	23	0	0	0	13
Octans	1	0	0	0	0	0
PL8	32	0	0	0	0	0
PLE	1299	135	0	0	7	0
Pleiades	4	0	0	0	0	0
ROPH	180	44	0	6	0	13
TAU	487	160	5	0	110	0
THA	324	125	0	23	0	17
THOR	57	25	0	1	20	4
TWA	118	40	0	18	0	9
UCL	667	41	0	2	0	12
UCRA	20	4	0	2	0	0
UMA	17	0	0	0	0	0
UMa	8	0	0	0	0	0
US	114	31	0	0	0	30
USCO	351	53	0	14	0	18
Unknown	362	10	2	3	5	0
VCA	85	6	0	0	0	6
XFOR	17	3	0	0	0	2
Uncertain	139	24	0	14	3	1
TOTAL	7408	1221	22	175	222	223

Tabla 2.4: Número total de estrellas del catálogo maestro asociadas a cada NYMG, número de estrellas con decaimiento de Li detectable y el número de estas últimas que es observable desde cada uno de los cuatro observatorios considerados.

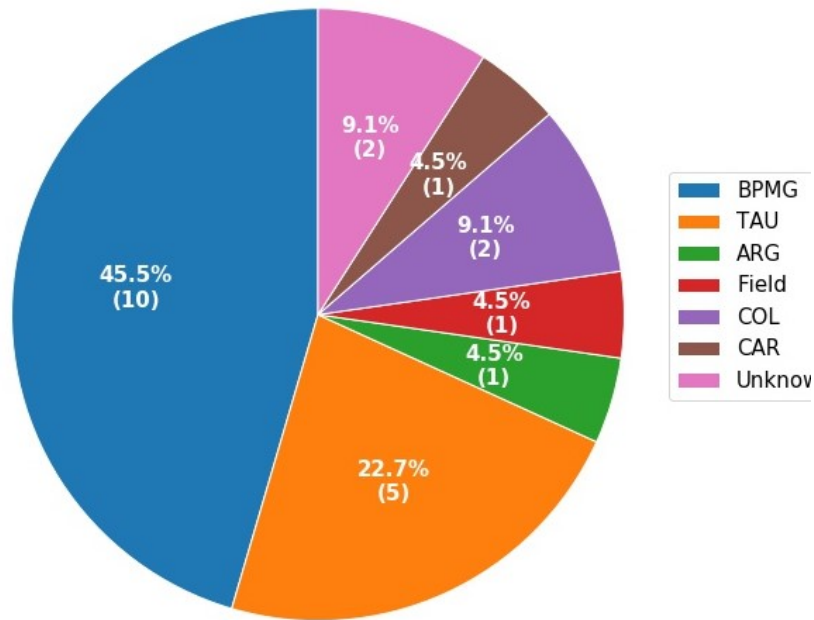


Figura 2.12: Número de candidatos por agrupación que pueden observarse desde SPM.

ID	RA [°]	DEC [°]	G [mag]	VR [km/s]	T_{eff} [K]	R [$R_{\odot}$]	L [$L_{\odot}$]	D [pc]	t_{int} [sec]
daSilva 14	83.0188	-3.091	10.42	24.45	4073.0	0.62	0.096	34.56	3768
Gagne 174	23.8084	-7.214	11.99	...	3688.0	...	...	37.28	3605
Gagne 178	36.8673	30.978	11.44	5.31	3852.0	0.56	0.061	40.9	3826
Gagne 5263	42.9759	22.458	11.9	...	3768.0	...	...	27.08	3638
Gagne 5355	61.4122	5.745	11.8	...	3824.0	...	...	36.73	3680
Gagne 6646	75.4862	1.145	11.48	...	3501.0	...	...	25.28	3807
Gagne 6727	30.4452	1.288	11.96	...	3815.0	0.55	0.057	49.58	3616
Gagne 6728	30.4458	1.285	11.93	...	3552.0	0.7	0.07	49.38	3629
Gagne 6826	177.9862	7.524	11.4	...	3800.0	0.73	0.101	50.83	3841
Gagne 6871	334.678	33.354	11.92	-16.14	3920.0	0.56	0.066	54.17	3633

Tabla 2.5: Información física proveniente de GAIA DR3 sobre los candidatos de la agrupación β -Pictoris observables desde SPM.

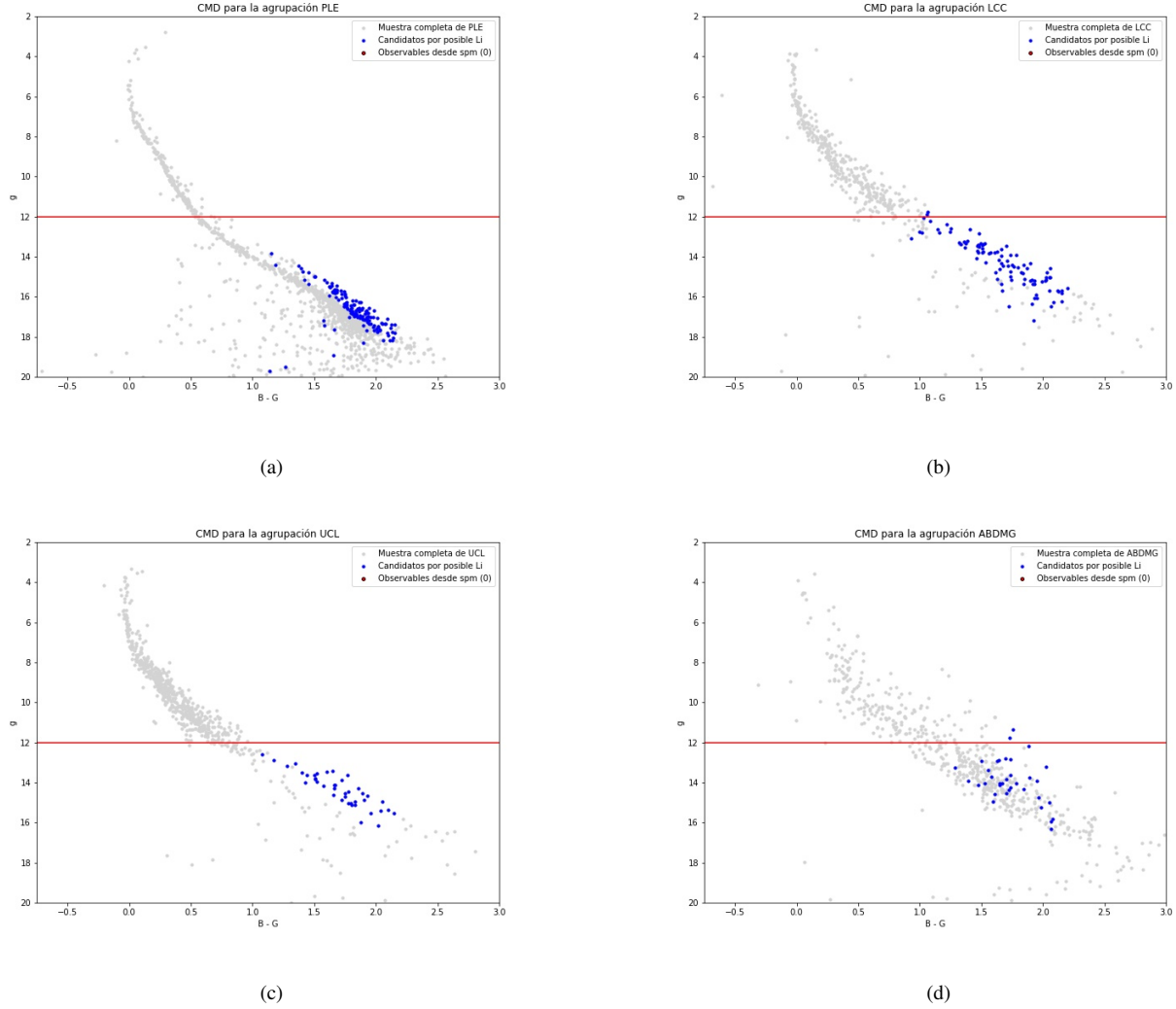


Figura 2.13: Diagrama color-magnitud de la muestra total (puntos grises), de las estrellas con decaimiento de Li observable (puntos azules) de los NYMG PLE, LCC, UCL y ABDMG. La línea roja continua representa el límite máximo en magnitud para el telescopio y espectrógrafo de SPM. Aquellas estrellas ubicadas por debajo de esa línea no son observables.

esta unidad que los modelos de Baraffe et al. (2015) presentan la información, y las bandas B y G, en lugar de utilizar la banda R como en el caso anteriormente mencionado. Por otra parte, la ubicación anómala de estas estrellas puede deberse a errores fotométricos en las bandas consideradas B y G. En dicho caso, las estrellas en cuestión aparecen más azules y se mueven horizontalmente hacia la zona izquierda del gráfico, alejándose del resto de la muestra.

Es importante conocer en qué momento del año son observables las estrellas de interés para poder solicitar el tiempo de observación. En la Tabla 2.6 se muestran los meses para los cuales son observables las 22 estrellas que podemos observar desde SPM durante todo el año.

	Ene	Feb	Mar	Abr	May	Jun	Jul	Ago	Sep	Oct	Nov	Dic
daSilva 14	•	•	•	•					•	•	•	•
Gagne 174	•	•					•	•	•	•	•	•
Gagne 178	•	•	•				•	•	•	•	•	•
Gagne 3729	•	•	•	•			•	•	•	•	•	•
Gagne 3758	•	•	•	•			•	•	•	•	•	•
Gagne 3817	•	•	•	•			•	•	•	•	•	•
Gagne 3857	•	•	•	•			•	•	•	•	•	•
Gagne 3899	•	•	•	•			•	•	•	•	•	•
Gagne 5263	•	•	•				•	•	•	•	•	•
Gagne 5355	•	•	•					•	•	•	•	•
Gagne 6646	•	•	•					•	•	•	•	•
Gagne 6727	•	•	•					•	•	•	•	•
Gagne 6728	•	•	•					•	•	•	•	•
Gagne 6826	•	•	•	•	•	•					•	•
Gagne 6871	•				•	•	•	•	•	•	•	•
Malo 2013T5 146	•	•	•	•	•						•	•
Riedel 2014 2	•	•			•	•	•	•	•	•	•	•
Riedel 2014 28	•	•	•	•	•	•	•	•			•	•
Shkolnik 2012 157	•	•			•	•	•	•	•	•	•	•
Shkolnik 2012 23	•	•	•			•	•	•	•	•	•	•
Shkolnik 2012 6	•	•				•	•	•	•	•	•	•
Shkolnik 2012 78	•	•	•	•	•	•			•	•	•	•
TOTAL	22	21	17	10	7	8	14	18	19	19	22	22

Tabla 2.6: Observabilidad de cada estrella observable desde SPM a lo largo de un año. El análisis permite concluir que todas las estrellas de la muestra son observables entre los meses de noviembre, diciembre o enero.

2.3.6. El programa para el cálculo de observabilidad

En esta sección se describe el programa que hemos desarrollado para obtener los resultados que mostramos en secciones anteriores. El programa fue elaborado con la herramienta de desarrollo web interactiva de JupyterLab utilizando Python como lenguaje de programación y haciendo uso de Astropy y Astroplan como bibliotecas principales. Estas librerías fueron desarrolladas con fines puramente astronómicos y poseen una amplia variedad de herramientas para planificar observaciones y realizar cálculos astronómicos y astrofísicos. En la Figura 2.15 se muestra el diagrama de flujo del programa.

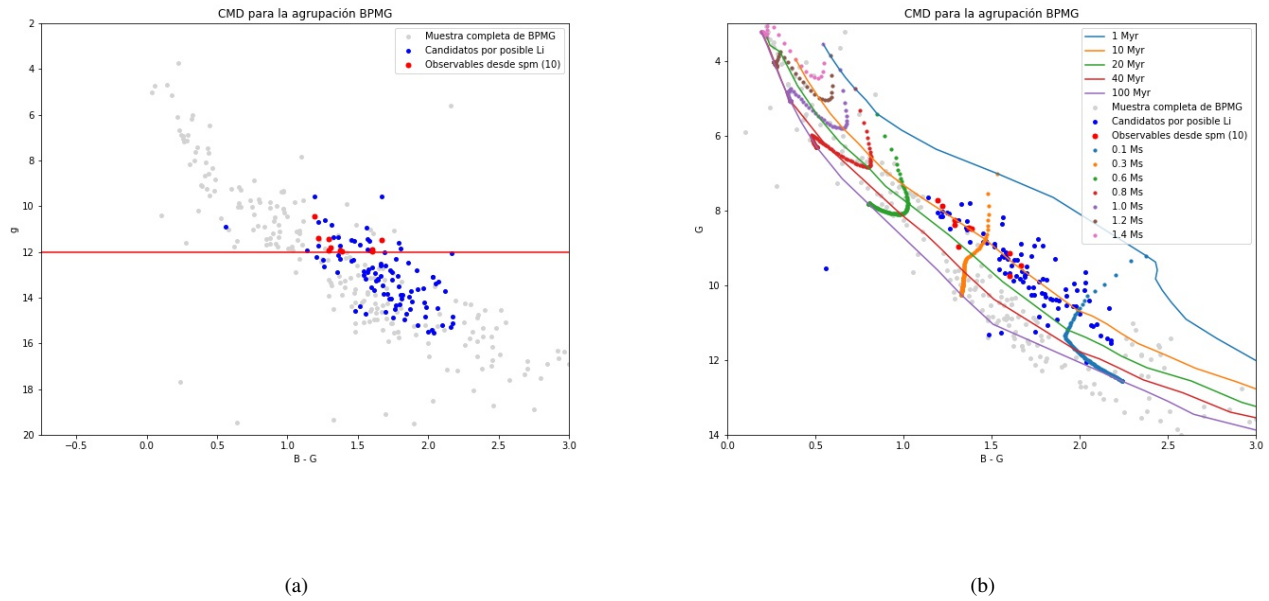


Figura 2.14: Izquierda: Diagrama color-magnitud (con magnitud aparente) de la muestra total (puntos grises), estrellas con decaimiento de Li observable (puntos azules) para la agrupación β -Pictoris. La línea roja indica el límite de observación en magnitud para SPM. Derecha: Diagrama color-magnitud (con magnitud absoluta) para los mismos objetos incluyendo las isocronas y trayectorias evolutivas para distintas masas y edades.

El procedimiento realizado por el programa es el siguiente:

1. El programa parte de un catálogo arbitrario que en este caso puede ser, por ejemplo, el catálogo maestro de 7994 estrellas o el catálogo de 1221 estrellas con decaimiento de Li observable. Para cada estrella el catálogo debe incluir las coordenadas ecuatoriales y la magnitud G .
2. Se realizan los gráficos de distribución de magnitudes en la banda G y de distribución espacial en coordenadas ecuatoriales.
3. Se inicializa la posición del observatorio y el período de tiempo en el que se calculará la observabilidad. En nuestro caso, como las estrellas están distribuidas en todo el cielo, el período de observación es de un año y durante las 24h del día.
4. Se definen un conjunto de restricciones observacionales, en este caso que $z < 45^\circ$, que la observación se realice entre el atardecer y amanecer astronómicos y que el brillo de la estrella sea consistente con

el rango de magnitudes observable desde el observatorio escogido. El programa brinda la posibilidad de escoger entre los 4 observatorios discutidos: CASLEO, KPNO, SOAR y SPM. El programa se puede extender a otras ubicaciones ya que Astroplan permite ingresar manualmente la latitud y longitud desde donde se desea observar. Análogamente es posible modificar las demás restricciones observacionales.

5. La primera salida es una tabla de observabilidad que nos dice la fracción del período de tiempo explorado (en este caso un año) en el que cada estrella es observable.
6. A partir de la tabla de observabilidad mencionada en el punto anterior se obtienen los meses durante los cuales son observables cada una de las estrellas.
7. Se clasifican las estrellas por su candidatura a miembros de cada NYMG y se generan los CMDs para cada NYMG incluyendo el correspondiente límite de detección en magnitud del dado observatorio y un conjunto de trayectorias evolutivas e isocronas de los modelos de Baraffe et al. (2015).
8. Para cada estrella se calcula el tiempo de integración interpolando la magnitud G en la información de la Tabla 2.2. Finalmente, a los tiempos de integración se suman los overheads para obtener el tiempo de observación.

El software produce más información sobre la observabilidad de los candidatos en una dada noche como, por ejemplo, la evolución de la masa de aire para un dado objeto, en una dada fecha y desde el dado observatorio como se muestra en la Figura 2.16. A partir de este gráfico podemos realizar un ordenamiento de las fuentes de acuerdo al tiempo en el que las estrellas dejan de satisfacer la restricción de masa de aire y en consecuencia dejan de ser observables. Con esa información se puede definir el orden más eficiente de observación de forma tal que nos permita observar el mayor número de estrellas posible.

Para cada observatorio obtuvimos la cantidad de estrellas observables por agrupación. Esta manera de almacenar la información (utilizamos como objetos diccionarios de Python) permite facilmente realizar gráficos de forma eficiente al utilizar el nombre de la agrupación como carta de filtrado. Por detalles específicos del programa puede acceder directamente al código visitando el siguiente repositorio: <https://github.com/matiaslopezz/scriptsTesis.git>

2.3.7. Resumen y esquema general del sondeo

En este capítulo hemos discutido una gran cantidad de resultados que tal vez puedan resultar abrumadores para el lector. Por ese motivo y dada la vasta información abarcada, resumiremos a continuación los resultados principales enfatizando en los números de las cantidades más importantes. Listaremos a continuación los resultados obtenidos por observatorio:

	SPM	CASLEO	SOAR	KPNO
Estrellas observables	22	175	223	222
Estrellas sin VR	17	141	223	207
Tiempo total de observación [h]	26.6	70.9	46.2	190.7
Estrellas observables pertenecientes a β -Pictoris	10	45	7	37
Tiempo total para observar β -Pictoris [h]	12	22.3	1.5	31.6
Estrellas observables con candidatura incierta	0	14	1	3
Tiempo total para observar estrellas de candidatura incierta [h]	0	4.8	0.2	2.6
Estrellas observables de candidatura desconocida	2	3	0	5
Tiempo total para observar estrellas de candidatura desconocida [h]	2.5	0.8	0	3.5

Tabla 2.7: Número de candidatos observables desde cada instrumento para la muestra de 1221 estrellas donde el decaimiento de Li es detectable.

Obtuvimos que hay 5015 estrellas a las que no se les ha medido VR en ninguno de los sondeos mencionados en la Sección 2.2. Luego de haber aplicado el programa mencionado en la sección anterior a dicha muestra, obtuvimos los siguientes resultados por observatorio. La Tabla 2.8 resume los resultados. Es importante subrayar que el $\sim 90\%$ de los objetos tabulados tendrá observaciones de VR en Gaia DR3 a partir de junio de 2022. Así, los datos de Gaia representan un ahorro muy importante de tiempo de observación.

	SPM	CASLEO	SOAR	KPNO
Estrellas observables	252	651	679	620
Tiempo total de observación [h]	227.9	315.5	140.3	441.4
Estrellas observables pertenecientes a β -Pictoris	25	70	48	76
Tiempo total para observar β -Pictoris [h]	29.4	33.9	9.9	59.8
Estrellas observables con candidatura incierta	3	22	1	10
Tiempo total para observar estrellas de candidatura incierta [h]	3.5	9.6	0.2	7.6
Estrellas observables de candidatura desconocida	21	72	20	47
Tiempo total para observar estrellas de candidatura desconocida [h]	25.2	37.9	4.1	36.5

Tabla 2.8: Número de candidatos observables desde cada instrumento para la muestra de 5015 estrellas que no presentan VR.

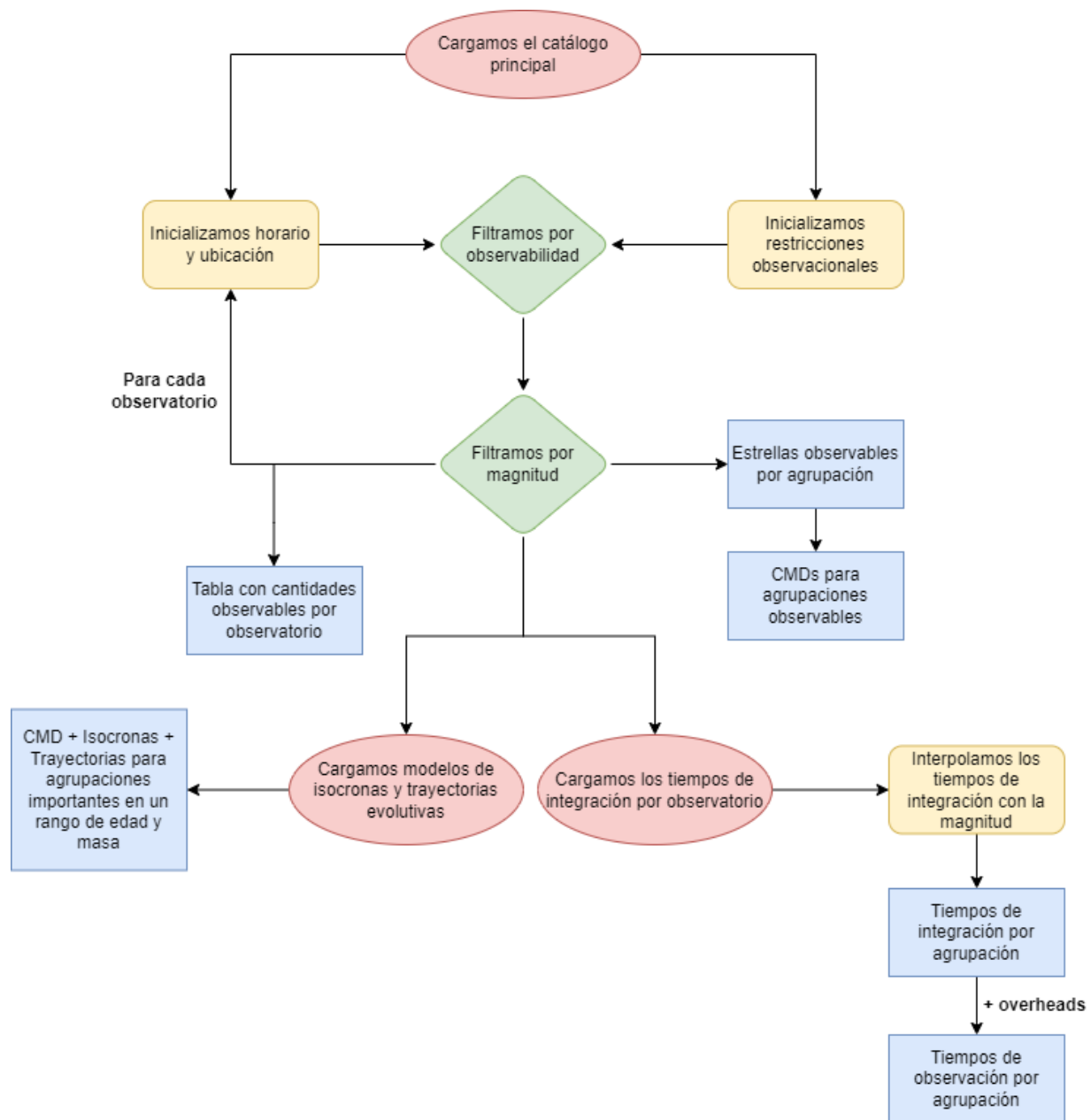


Figura 2.15: Diagrama de flujo del programa de observabilidad. En rojo aparecen las entradas principales del programa, y en azul las salidas más importantes.

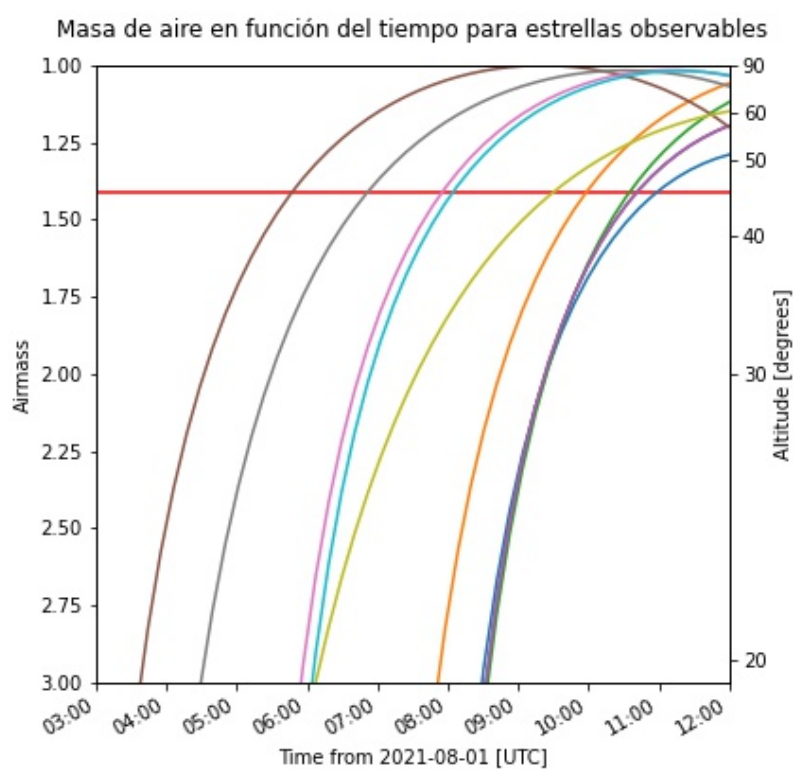


Figura 2.16: Evolución de la masa de aire en función del tiempo para la noche del 1° de Agosto de 2021 desde SPM. La línea roja horizontal muestra el límite de masa de aire considerado.

Capítulo 3

Análisis de resultados y conclusiones

3.1. Contribuciones científicas posibles y sus protocolos

A lo largo de este trabajo hemos discutido los motivos por los cuales los NYMG resultan ser tan importantes para estudios en una amplia variedad de escenarios astronómicos y la incompletitud de las observaciones disponibles para establecer las membresías de las estrellas candidatas a miembros.

Hemos aprendido que la organización de un sondeo espectroscópico de miembros y candidatos de los NYMG no es una tarea trivial. El número y distribución espacial de las estrellas así como el rango de brillo obliga al uso de instrumentos diferentes en hemisferios distintos y en varias épocas del año. Incluso en la situación idealista de acceso garantizado a los telescopios e instrumentos necesarios, la organización de las observaciones no es trivial si se pretende observar toda la muestra de estrellas de manera eficiente.

Si a lo anterior añadimos que los objetivos específicos de un proyecto pueden implicar la definición de un protocolo de observación particular con prioridades propias de los objetivos científicos, podemos llegar a la conclusión de que es realmente necesario contar con las herramientas y análisis desarrollados en este trabajo que ofrecen la información que se necesita para diseñar un protocolo flexible y eficiente. Ejemplos de cómo los objetivos científicos definen el protocolo podrían ser los siguientes:

La determinación de la función de masa inicial de un NYMG: para lo cual es necesario realizar un sondeo completo de una dada población, es decir el protocolo debe priorizar la observación de todas las estrellas de un mismo NYMG.

Detección de exoplanetas jóvenes: para lo cual se debe realizar la búsqueda en torno de estrellas confirmadas como jóvenes y en el rango de brillos adecuado para que los planetas sean detectables por el método escogido. En este caso, la prioridad sería confirmar la juventud de varias estrellas en un dado rango de masas o brillos independientemente de que pertenezcan a más de un NYMG.

Caracterización de un NYMG: otro proyecto relevante podría ser la observación de un NYMG ya conocido como β -Pictoris, Tauro o las Pleiades, con el objetivo de añadir información faltante y completar su caracterización y complementarlo con la observación de aquellas estrellas cuya membresía resulta incierta.

Cada uno de estos potenciales proyectos supone protocolos distintos, un número mínimo de estrellas observadas diferentes y necesidades instrumentales particulares. Debido a que los grandes sondeos espectroscópicos modernos han observado solo una parte de la muestra de NYMG el avance en el estudio de estas poblaciones dependerá del desarrollo de observaciones espectroscópicas convencionales para las cuales el diseño de protocolos eficientes es imprescindible.

3.2. Conclusiones

Identificaciones en los grandes sondeos espectroscópicos

Luego de analizar los tres sondeos espectroscópicos más importantes (GALAH, APOGEE-II y LAMOST) junto a Gaia DR2, encontramos que éstos contienen algunas de las estrellas presentes en nuestro catálogo maestro de 7994 estrellas. Según los resultados presentados en la Tabla 2.1 vemos que GAIA es el sondeo que contiene el mayor número de estrellas (7408), de las cuales 5363 carecen de medidas de VR. El sondeo APOGEE-II contiene 1187 estrellas y todas tienen VR medidas. De este sondeo no podemos obtener información relativa al Li ya que ha observado en la región infrarroja del espectro donde las líneas de Li no ocurren. Por su parte, GALAH posee 273 de nuestras estrellas de las cuales 48 no tienen VR y 8 pertenecen a nuestra selección de estrellas con decaimiento de Li observable. De estas 8 estrellas, sólo a

una se le ha medido Li y muestra una abundancia de $A_{Li}/A_{Fe} = 2.67$. Por su parte, el sondeo LAMOST, contiene 365 estrellas de nuestro catálogo de las cuales 262 tienen medidas de VR en la banda B y 275 en la banda R. Este sondeo no reporta medidas de abundancias de Li pero contiene 65 de las estrellas que hemos seleccionado como estrellas con decaimiento de Li observable.

En pocas palabras, existe un total de 5015 estrellas sin determinaciones de VR y 1220 sin observaciones de Li entre todos los sondeos mencionados. Esto corresponde al 62 % y 99.9 % de las muestras de 7994 y 1221 estrellas respectivamente. Nuevamente destacamos que el 90 % de las 5015 sin RV tendrán VR del DR3 de Gaia a ser publicado en junio de 2022.

Observabilidad de estrellas con decaimiento de Li observable

De las 1221 estrellas con decaimiento de Li observable solamente 643 pueden ser observadas en algún momento del año desde los 4 observatorios considerados. El tiempo de observación requerido para observar la totalidad de estas estrellas es de 334.4 horas. De las 643 estrellas observables, solamente 54 poseen VR medidas, lo que da un número de 589 estas estrellas sin información cinemática.

Los NYMG que poseen una mayor cantidad de estrellas con decaimiento de Li observable son TAU (160), PLE (135), THA (125) y BPMG (106). Sin embargo, solo se pueden observar 115, 7, 40 y 99 estrellas respectivamente con los instrumentos considerados. Es β -Pictoris la agrupación con el mayor número de estas estrellas observables. El tiempo de observación total requerido para observar estas 99 estrellas es de 67.4h pero desde telescopios diferentes.

Dentro del subconjunto de 1221 estrellas, algunas presentan ciertas peculiaridades: hay 24 estrellas cuya candidatura es incierta, es decir no tenemos la certeza de su pertenencia a un dado NYMG y 10 estrellas poseen candidatura desconocida. De estos dos grupos de estrellas se puede observar 18 y 10 en períodos de 7.6h y 6.8h respectivamente.

Detección de posibles nuevos miembros de NYMG

Encontramos que GALAH ha observado 40 de las estrellas con decaimiento de Li observable. De éstas, 9 presentan medidas de abundancias de Li siendo 8 con abundancia positiva y 1 con abundancia

negativa. Las restantes 31 estrellas no posee determinaciones de la abundancia de *Li*.

Vemos así que, dejando de lado aquella estrella con abundancia negativa, hay 8 estrellas candidatas espectroscópicas que no pertenecen a nuestro catálogo y que pueden ser nuevos miembros de algún NYMG. El análisis de pertenencia a algún grupo está más allá del alcance de este trabajo y forma parte del trabajo en desarrollo.

Observabilidad de estrellas sin medidas disponibles de VR

Encontramos que hay 5015 estrellas para las cuales no se han medido VR. De esta muestra, 2202 pueden ser observadas en algún momento del año desde los 4 observatorios considerados. El tiempo de observación necesario para observar la totalidad de la muestra es de 1125.1h.

Para esta muestra β -Pictoris no representa la agrupación con mayor número de estrellas observables; en este caso los números dependen de cada ubicación. Las agrupaciones con más cantidad de estrellas observables son HYA (58), UCL (115), ABDMG (146) y ABDMG (77) desde San Pedro, CASLEO, Cerro Pachón y Kitt Peak respectivamente.

Nuevamente destacamos aquellas estrellas cuyas membresías resultan inciertas (83) o desconocidas (197) de las cuales se pueden observar 36 y 160 respectivamente. Sus tiempos de observación son, en total, 20.9h y 103.7h.

Un análisis detallado de cuáles de estas estrellas quedarán sin medidas de VR incluso después de la publicación del Gaia DR3 se hará posterior a junio de 2022 cuando se publique el catálogo.

Estimación de la demora total del sondeo

Como ya mencionamos, no es posible observar la totalidad de las muestras de 5015 y 1221 estrellas desde los observatorios considerados en este trabajo. La máxima cantidad de estrellas que podemos observar se corresponden al 43.9 % y 52.6 % y requieren de tiempos observacionales de 1125.1h y 334.4h para su observación completa.

Suponiendo condiciones atmosféricas e instrumentales ideales a la hora de realizar las observaciones y aproximando la duración de una noche de observación entre $10h$ en verano y $14h$ en invierno, cada muestra necesitará de entre 141 y 45 noches en verano, y cerca de ~ 80 y ~ 28 noches en invierno.

Así, la disponibilidad de datos del Gaia DR3 nos permitirá enfocarnos exclusivamente en la obtención de datos para la detección de Li para lo que será necesario un número aproximado de $334.4 \text{ horas} \sim 28 \text{ noches}$.

Sobre las estrellas que no se pueden observar con los instrumentos escogidos

Las estrellas del catálogo maestro con magnitudes $G > 17$ (1201) no son observables con ninguno de los cuatro instrumentos propuestos. Para estas estrellas son necesarios telescopios de mayor tamaño y forman parte de un trabajo futuro. Se trataría de la observación con telescopios de $6.0m$ o de mayor tamaño para los que obtener tiempo de observación es más difícil debido a su alta demanda. Nuestra idea es solicitar tiempo de observación en los telescopios propuestos en este trabajo y una vez obtenidos los resultados justificar con ellos la solicitud de tiempo en telescopios más grandes.

Señales a ruido

Estimamos que para la detección de Li en los espectros y para obtener una medida precisa de su EW se debe alcanzar valores de $SNR > 30$.

3.3. Trabajo en desarrollo

Redacción de la propuesta de observación

Con los resultados obtenidos contamos con toda la información técnica necesaria para presentar una sólida propuesta de observación. Para la elaboración de la propuesta debemos tener en cuenta el observatorio al cual será enviada. En primer lugar porque los requisitos pueden variar entre observatorios y además porque los objetivos que se pretendan alcanzar con las observaciones dependerán de la ubicación escogida.

El espectrógrafo NEID ubicado en KPNO se caracteriza por su alta precisión en VR (del orden de cm/s) por lo que este observatorio es ideal para la medición de VR. Dado que en el hemisferio norte también consideramos SPM, podríamos utilizar su espectrógrafo para la medida del EW de LiI .

En cuanto a los observatorios ubicados en el hemisferio sur, ninguna de las estrellas de la muestra de las 1221 observables desde Cerro Pachón posee VR. Desde este observatorio podrían realizarse observaciones para medir tanto EW como VR. Por otra parte, y para la misma muestra, desde CASLEO es donde se puede observar el mayor número de estrellas pertenecientes a β -Pictoris con decaimiento de Li detectable. También, es el observatorio desde donde se puede observar el mayor número de estrellas con agrupaciones desconocidas sin VR. Vemos así que este telescopio podría escogerse para la observación de estos candidatos.

Detección de Li en los espectros de LAMOST y GALAH

LAMOST ha publicado los espectros de las estrellas observadas. En la Figura 3.1 se muestra el espectro de una de las estrellas del catálogo maestro perteneciente a la agrupación Tauro. Aunque el catálogo LAMOST no incluye medidas de la abundancia o EW de Li , el espectro muestra claramente la absorción de LiI . Además muestra una intensa emisión de $H\alpha$ que soporta que se trata de una estrella joven.

De lo anterior, nos hemos propuesto realizar un análisis de la presencia de LiI en los espectros de LAMOST. Un trabajo análogo se puede realizar con los espectros de GALAH.

Optimización del software para el cálculo de EW y A_{Li}

Uno de los trabajos más importantes que debemos llevar adelante a futuro es la optimización del software para el cálculo de EW y $A(Li)$ presentado en la Sección 2.3. Durante la búsqueda de datos e información relativa al cálculo de abundancias químicas a partir de espectros encontramos que la transformación del observable EW a la cantidad física A_{Li}/A_{Fe} es un proceso muy complejo que involucra ajustes sofisticados de los datos a modelos de atmósferas estelares de abundancias variables.

Otra herramienta que nos sería de utilidad a la hora de optimizar nuestro programa es SPECUTILS, un paquete del lenguaje de programación Python utilizado para el análisis de datos espectroscópicos. Una

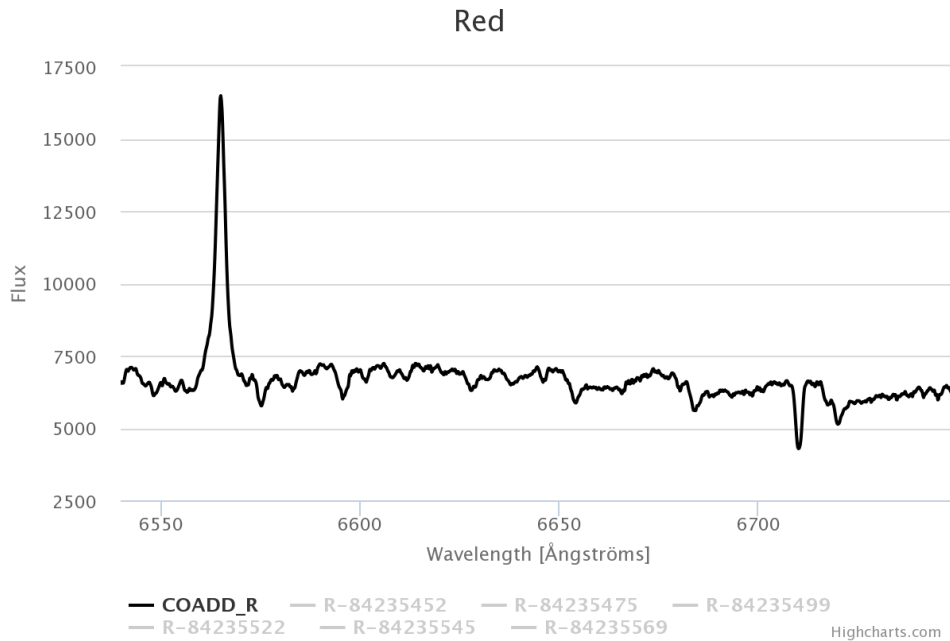


Figura 3.1: Espectro de LAMOST de un miembro de la agrupación de Tauro con una edad de ~ 1 Myr. El objeto muestra claramente la línea de emisión en H_α en $\lambda 6565$ y la absorción de LiI en $\lambda 6708$

ventaja de utilizar esta herramienta es que forma parte del proyecto AstroPy, librería de Python que ya utilizamos en otros programas.

Sobre la actualización del catálogo maestro

A partir de la Tabla 2.1 podemos ver que los tres grandes sondeos espectroscópicos de todo el cielo realizados en los últimos años contienen algunas de nuestras estrellas. Es importante sumar a nuestro catálogo la información de estos sondeos, principalmente las medidas de VR y abundancias químicas, dos de las cantidades que más nos interesan y de las que menos información se tiene.

Por otra parte, se publican frecuentemente trabajos de detección y caracterización de los NYMG. Es una tarea muy difícil realizar un compendio de toda esa información de una manera ordenada y fácilmente escalable. Nos proponemos actualizar el catálogo maestro con la información publicada recientemente.

Bibliografía

- 1997, ESA Special Publication, Vol. 1200, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission
- Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., & Chabrier, G. 2015, *A&A*, 577, A42
- Basri, G. 1998, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 134, *Brown Dwarfs and Extrasolar Planets* (R. Rebolo, E. L. Martin, & M. R. Zapatero Osorio), 394–+
- Bertolotto, R. 2021, *Búsqueda y caracterización de nuevos grupos estelares móviles y jóvenes en el entorno solar*
- Bildsten, L., Brown, E. F., Matzner, C. D., & Ushomirsky, G. 1997, *ApJ*, 482, 442
- Binney, J., & Merrifield, M. 1998, *Galactic Astronomy*
- Brown, E. F. 1998, *ApJ*, 495, 905
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, 2nd edn. (Pearson New International Edition)
- Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2009, *AJ*, 137, 3345
- da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 833
- Dawson, P., Scholz, A., Ray, T. P., Marsh, K. A., Wood, K., Natta, A., Padgett, D., & Ressler, M. E. 2013, *MNRAS*, 429, 903

- De Silva, G. M., D’Orazi, V., Melo, C., Torres, C. A. O., Gieles, M., Quast, G. R., & Sterzik, M. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 1005
- De Silva, G. M., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 2604
- Drazkowska, J., et al. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2203.09759
- Ducourant, C., Teixeira, R., Galli, P. A. B., Le Campion, J. F., Krone-Martins, A., Zuckerman, B., Chauvin, G., & Song, I. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 563, A121
- Elliott, P., Bayo, A., Melo, C. H. F., Torres, C. A. O., Sterzik, M., & Quast, G. R. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 568, A26
- Gagné, J., & Faherty, J. K. 2018, *ApJ*, 862, 138
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2015, *ApJ*, 798, 73
- Gaia Collaboration et al. 2018, *A&A*, 616, A1
- Galvez-Ortiz, M. C., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 409, 552
- . 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 439, 3890
- Gizis, J. E. 2002, arXiv.org, 484
- Grewal, D. S., Dasgupta, R., Hough, T., & Farnell, A. 2021, arXiv e-prints, arXiv:2105.05313
- Jeffries, R. D., Maxted, P. F. L., Oliveira, J. M., & Naylor, T. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 371, L6
- Kraus, A. L., Shkolnik, E. L., Allers, K. N., & Liu, M. C. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 146
- Lee, J., & Song, I. 2019, *MNRAS*, 486, 3434
- Majewski, S. R., et al. 2017, *AJ*, 154, 94
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 317, 289
- Malo, L., Artigau, É., Doyon, R., Lafrenière, D., Albert, L., & Gagné, J. 2014, *ApJ*, 788, 81

- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., Albert, L., Lafrenière, D., Artigau, É., Gagné, J., & Riedel, A. 2014, *The Astrophysical Journal*, 792, 37
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., Artigau, É., Gagné, J., Baron, F., & Riedel, A. 2013, *ApJ*, 762, 88
- Marigo, P., et al. 2017, *ApJ*, 835, 77
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., Zuckerman, B., Song, I., Patience, J., Lafrenière, D., & Doyon, R. 2008, *Science*, 322, 1348
- Moor, A., Szabó, G. M., Kiss, L. L., Kiss, C., Ábrahám, P., Szulágyi, J., Kóspál, Á., & Szalai, T. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1376
- Murphy, S. J., & Lawson, W. A. 2015, *MNRAS*, 447, 1267
- Nelson, L. A., Rappaport, S., & Chiang, E. 1993, *ApJ*, 413, 364
- Palla, F., & Baraffe, I. 2005, *A&A*, 432, L57
- Pozio, F. 1991, *MemSAI*, 62, 171
- Riedel, A. R., et al. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 85
- Sahlholdt, C. L., Feltzing, S., & Feuillet, D. K. 2022, *MNRAS*, 510, 4669
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., Bowler, B. P., Weinberger, A. J., Boss, A. P., Reid, I. N., & Tamura, M. 2012, *The Astrophysical Journal*, 758, 56
- Smiljanic, R., Randich, S., & Pasquini, L. 2011, *A&A*, 535, A75
- Soderblom, D. R., Hillenbrand, L. A., Jeffries, R. D., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2014, in *Protostars and Planets VI*, ed. H. Beuther, R. S. Klessen, C. P. Dullemond, & T. Henning, 219
- Sousa, A. P., et al. 2021, *A&A*, 649, A68
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., de La Reza, R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. 2006, *A&A*, 460, 695
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, *Young Nearby Loose Associations* (Reipurth, B.), 757–+

- Viana Almeida, P., Santos, N. C., Melo, C., Ammler-von Eiff, M., Torres, C. A. O., Quast, G. R., Gameiro, J. F., & Sterzik, M. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 501, 965
- Zhao, G., Zhao, Y., Chu, Y., Jing, Y., & Deng, L. 2012, arXiv e-prints, arXiv:1206.3569
- Zuckerman, B., & Song, I. 2004, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 42, 685