



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

Polvo en nebulosas planetarias galácticas

TESIS

Que para optar por el grado de
Maestro en Ciencias (Astrofísica)

PRESENTA

Diego Brayan Hernández Juárez

Tutoras:

Gloria I. Delgado Inglada

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

Mónica Rodríguez Guillén

INSTITUTO NACIONAL DE ASTROFÍSICA, ÓPTICA Y ELECTRÓNICA

Ciudad de México, octubre 2020



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Resumen

En esta tesis se hace un estudio del polvo en una muestra de nebulosas planetarias (NPs) a partir de los rasgos de polvo identificados en los espectros infrarrojos disponibles en la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer. Las NPs son clasificadas según el tipo de polvo en cinco grupos: nebulosas con sólo hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs) y ningún otro rasgo aparente, con polvo rico en carbono (CRD), con polvo rico en oxígeno (ORD), con polvo mixto (silicatos y PAHs, MD) y nebulosas sin rasgos de polvo (SR). A diferencia de otros trabajos, que incluyen las nebulosas con PAHs en el grupo de las nebulosas con polvo rico en carbono, en este trabajo se diferencia un grupo del otro. Además, se aumenta ligeramente el número de objetos clasificados respecto a trabajos previos.

También se han recopilado una serie de parámetros (la posición en la galaxia, el radio nebular, la luminosidad, las condiciones físicas y abundancias iónicas y totales del gas) con el objetivo de explorar diferencias o correlaciones entre estos parámetros y el tipo de polvo presente en cada NP.

La muestra completa se ha clasificado en 164 NPs con rasgos claros, 44 con rasgos dudosos y 15 en las que nos fue imposible distinguir entre rasgos y ruido. Esta muestra es algo más numerosa que las usadas en trabajos previos y además algunos objetos fueron clasificados de manera distinta.

Algunos de los resultados de este trabajo, en acuerdo con trabajos anteriores, son: 1) la mayoría de las nebulosas con ORD y MD dominan el bulbo de la Galaxia, mientras que la mayoría de los objetos con PAHs y CRD están a distancias galactocéntricas mayores a 6 kpc; 2) las nebulosas con polvo mixto provienen de progenitoras más masivas y con mayor metalicidad que las progenitoras de otros grupos; 3) las NPs con CRD tienen una depleción de azufre mayor que otros grupos.

Por otro lado, se ha encontrado también un resultado que no ha sido reportado con anterioridad: las nebulosas con PAHs y sin rasgos llegan a mostrar luminosidades y brillos superficiales en $H\beta$ menores a los otros grupos.

Agradecimientos

Primero que nada, agradezco a mis tutoras Gloria Delgado-Inglada y Mónica Rodríguez por darme su total apoyo durante la maestría, no tengo palabras para describir todo lo que han hecho por mí. También quiero dar las gracias, por sus comentarios, a mis sinodales, Miriam Peña, Jorge García-Rojas, Alberto López, Silvia Torres y Michael Richer.

Agradezco también a CONACYT por la beca otorgada para realizar mis estudios de maestría, así como al proyecto PAPIIT IN103820 *Abundancias químicas y polvo en nebulosas planetarias*.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. El polvo interestelar	1
1.2. Polvo en estrellas AGB	4
1.3. Estudio del polvo en el MI nebulosas planetarias	7
1.3.1. Depleción	7
1.3.2. Cociente C/O	9
1.3.3. Emisión en el infrarrojo	9
1.4. Nebulosas planetarias con química dual	10
1.5. Algunos estudios previos sobre el polvo en NPs	11
1.6. Objetivos de esta tesis	13
2. Muestra y clasificación de nebulosas planetarias	14
2.1. El Telescopio Espacial Spitzer	14
2.2. Recopilación y clasificación de espectros	16
2.2.1. Características la muestra observacional	20
2.3. Resultado de la clasificación	21
3. Recopilación de parámetros nebulares	33
3.1. Distribución en la Galaxia	33
3.2. Diámetro Nebular	40
3.3. Flujos, luminosidades y brillos superficiales en $H\beta$	45
3.4. Abundancias químicas	48
3.4.1. Puntaje de los espectros	50
4. Análisis de resultados	59
4.1. Distribución en la galaxia	60

4.2. Diámetro nebular	62
4.3. Flujos, luminosidades y brillos superficiales en $H\beta$	63
4.4. Abundancias químicas	67
5. Conclusiones y trabajo futuro	76
A. Espectros de NPs con polvo rico en carbono	79
B. Espectros de NPs con polvo mixto	87
C. Espectros de NPs con polvo rico en oxígeno	104
D. Espectros de NPs con rasgos de PAH	118
E. Espectros de NPs sin rasgos de polvo	127
F. Espectros inusuales o con baja calidad	131
Referencias	135

Índice de figuras

1.1. Diagrama de Hertzsprung-Russell.	3
1.2. Cociente C/O final en la superficie de la estrella para distintas masas y metalicidades.	7
1.3. Factor de depleción en función de la temperatura de condensación.	8
2.1. Observaciones de la NP Cn 1-3 con los distintos módulos de Spitzer.	15
2.2. Ejemplo de espectro descartado.	17
2.3. Ejemplo de espectro con empalmamiento de órdenes.	18
2.4. Ejemplo de espectro con rasgos de PAHs	19
2.5. Ejemplo de espectro con rasgos de SiC y MgS	20
2.6. Ejemplo de espectro con presencia de silicatos amorfos.	21
2.7. Ejemplo de espectro con silicatos cristalinos.	23
2.8. Ejemplo de espectro sin rasgos de polvo.	24
3.1. Esquema usado para calcular R_{bul}	35
4.1. Distribución de NPs con distinta clase de polvo en el plano galáctico.	61
4.2. Distribución de NPs con distinta clase de polvo en el plano galáctico (acercamiento al bulbo).	62
4.3. Distribución de NPs con distinta clase de polvo en el plano galáctico $ Z_G R_G$	63
4.4. Número de NPs de distinta clase de polvo a diferentes distancias galactocéntricas R_G	64
4.5. Número de NPs de distinta clase de polvo a diferentes distancias heliocéntricas D_\odot	65
4.6. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de diámetros nebulares d	66
4.7. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de $F_{H\beta}$	67
4.8. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de $c(H\beta)$	68

4.9. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de luminosidades $L_{H\beta}$	69
4.10. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de brillo superficial $S_{H\beta}$	70
4.11. Valores de $T_e[\text{O III}]$ en función de los valores de $T_e[\text{N II}]$	71
4.12. Valores de $T_e[\text{O III}]$ en función de los valores de $\log(n_e)$	71
4.13. Valores de $\text{He}^{++}/(\text{He}^{++} + \text{He}^+)$ en función de los valores de $\text{O}^{++}/(\text{O}^{++} + \text{O}^+)$	72
4.14. Valores de N/O en función de la abundancia de helio.	73
4.15. Valores de O/Cl en función de la abundancia de cloro y de oxígeno.	74
4.16. Valores de S/O en función de la abundancia de oxígeno.	75
A.1. Líneas de emisión del gas	80
A.2. Líneas de emisión del gas	81
A.3. Espectros de NPs con CRD parte I.	82
A.4. Espectros de NPs con CRD parte II.	83
A.5. Espectros de NPs con CRD parte III.	84
A.6. Espectros de NPs con CRD parte IV.	85
A.7. Espectros de NPs con CRD parte V.	86
B.1. Espectros de NPs con MD parte I.	89
B.2. Espectros de NPs con MD parte II.	90
B.3. Espectros de NPs con MD parte III.	91
B.4. Espectros de NPs con MD parte IV.	92
B.5. Espectros de NPs con MD parte V.	93
B.6. Espectros de NPs con MD parte VI.	94
B.7. Espectros de NPs con MD parte VII.	95
B.8. Espectros de NPs con MD parte VIII.	96
B.9. Espectros de NPs con MD parte IX.	97
B.10. Espectros de NPs con MD parte X.	98
B.11. Espectros de NPs con MD parte XI.	99
B.12. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos) parte I.	100
B.13. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos) parte II.	101
B.14. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos) parte III.	102
B.15. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos) parte IV.	103
C.1. Espectros de NPs con ORD parte I.	106

C.2. Espectros de NPs con ORD parte II.	107
C.3. Espectros de NPs con ORD parte III.	108
C.4. Espectros de NPs con ORD parte IV.	109
C.5. Espectros de NPs con ORD parte V.	110
C.6. Espectros de NPs con ORD parte VI.	111
C.7. Espectros de NPs con ORD parte VII.	112
C.8. Espectros de NPs con ORD parte VIII.	113
C.9. Espectros de NPs con ORD parte IX.	114
C.10. Espectros de NPs con ORD parte X.	115
C.11. Espectros de NPs con ORD parte XI.	116
C.12. Espectros de NPs con ORD (Rasgos dudosos).	117
D.1. Espectros de NPs con PAH parte I.	119
D.2. Espectros de NPs con PAH parte II.	120
D.3. Espectros de NPs con PAH parte III.	121
D.4. Espectros de NPs con PAH parte IV.	122
D.5. Espectros de NPs con PAH parte V.	123
D.6. Espectros de NPs con PAH parte VI.	124
D.7. Espectros de NPs con PAH parte VII.	125
D.8. Espectros de NPs con PAH parte VIII.	126
E.1. Espectros de NPs sin rasgos (SR) parte I.	128
E.2. Espectros de NPs sin rasgos (SR) parte II.	129
E.3. Espectros de NPs sin rasgos (SR) parte III.	130
F.1. Espectros inusuales y de baja calidad de NPs.	132
F.2. Espectros inusuales y de baja calidad de NPs II.	133
F.3. Espectros inusuales y de baja calidad de NPs III.	134

Índice de tablas

2.1. Relación de objetos de cada programa de la muestra a clasificar.	22
2.2. Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final	25
3.1. Coordenadas galácticas (l, b), distancias heliocéntricas (D_{\odot}), coordenadas galácticas (X_G, Y_G) y distancias galactocéntricas (R_G).	37
3.2. Diámetros angulares (θ) y diámetros (d).	41
3.3. Flujos observados ($F_{H\beta}^{obs}$), coeficientes de extinción ($c(H\beta)$), luminosidades ($L_{H\beta}$) y brillos superficiales ($S_{H\beta}$).	46
3.4. Espectros en el visible encontrados y usados.	52
3.5. Datos atómicos usados.	55
3.6. Densidades y temperaturas electrónicas.	56
3.7. Abundancias iónicas.	57
3.8. Abundancias totales.	58

Introducción

Se conoce como medio interestelar (MI) al conjunto de gas, polvo, campos magnéticos y partículas cargadas (rayos cósmicos) que existen en el espacio entre estrellas en una galaxia. Las densidades del MI son muy bajas comparadas con las que se encuentran, por ejemplo, en la Tierra. Las densidades del MI varían desde una partícula por cm^{-3} hasta decenas de miles de partículas por cm^{-3} . En contraste y como ejemplo, la densidad del agua en condiciones normales de presión y temperatura es del orden de 10^{22} partículas por cm^{-3} . La masa del MI, además, es una pequeña fracción de la masa total de la Galaxia, alrededor del 10 % (Binney & Tremaine, 2008). A pesar de esto el MI tiene un papel importante en los procesos físicos y químicos de la Galaxia (Ferriere, 2001). Uno de los fenómenos en los que participa el MI de forma activa es en el ciclo de la materia, ya que es a partir del material que compone el MI del que nacen las estrellas y éstas, al finalizar su ciclo de vida, regresan este material enriqueciendo al MI con elementos químicos que han sintetizado en su interior.

1.1. El polvo interestelar

El polvo representa aproximadamente el 1 % de la masa total del MI (Whittet, 2002) y el resto de masa es gas. A pesar de representar una mínima fracción del MI, su estudio es de gran importancia para la astronomía debido a su participación en distintos procesos astronómicos como la formación estelar (Triani et al., 2020) y a su interacción con la radiación y demás componentes del MI.

Se infirió la existencia del polvo interestelar a partir del oscurecimiento (o extinción) de la luz de las estrellas (Trumpler, 1930). La extinción consiste en procesos de dispersión y absorción que reducen la intensidad del haz de luz (Whittet, 2002). Parte de la energía de los fotones es absorbida por el polvo, calentándolo y otra parte es dispersada. La extinción depende de la longitud de onda

de la luz, siendo mayor en el azul que en el rojo, lo que provoca que el espectro de las estrellas se vea modificado con un efecto de enrojecimiento de la luz. (Osterbrock & Ferland, 2006).

Mucho de nuestro conocimiento de las propiedades del polvo se debe al enrojecimiento que los granos provocan en la luz de estrellas lejanas (Draine, 2003). Existe una gran extinción en la región del espectro correspondiente a la radiación ultravioleta. Esto es debido a que el polvo absorbe y dispersa la luz de manera más eficiente en estas longitudes de onda (Whittet, 2002).

Uno de los ambientes más adecuados para la formación de granos de polvo son las atmósferas de estrellas post secuencia principal, en particular las estrellas que están en la rama asintótica de las gigantes (o AGBs por sus siglas en inglés). Estas estrellas tienen luminosidades mayores y temperaturas menores que las estrellas de la fase anterior, las gigantes rojas. En la figura 1.1 se encuentran en la región superior derecha. Son descendientes de estrellas de secuencia principal con masas menores a ocho masas solares y tienen temperaturas efectivas de alrededor de 3000 K (ver figura 1.1 Habing & Olofsson, 2004; Rau et al., 2019).

En las estrellas AGB el polvo se crea en las zonas que están lo suficientemente lejos de la estrella central. En estas zonas el gas está en un cuasi equilibrio térmico con una cierta presión mientras que la temperatura está bajando lentamente a lo largo del tiempo. Bajo estas condiciones de presión y temperatura, según la teoría de la nucleación (Salpeter, 1977), pueden formarse moléculas individuales llamadas monómeros. Los monómeros se unen en cúmulos. Cuando un cúmulo llega a un tamaño límite puede solidificarse y el grano empieza a crecer (Whittet, 2002).

A partir de modelos de producción de polvo, como los de Dwek & Scalo (1980) y Todini & Ferrara (2001), se sugirió que las supernovas tipo II son otros lugares idóneos para la formación de granos de polvo, lo que se ha confirmado gracias a la identificación de granos en meteoritos primitivos (Draine, 2003; Bianchi & Schneider, 2007, y referencias), y de observaciones en el infrarrojo y a longitudes de onda milimétricas y submilimétricas (Moseley et al., 1989; Indebetouw et al., 2014; Matsuura et al., 2015). Otras posibles fuentes de granos de polvo, aunque en menor medida, son novae, estrellas Wolf-Rayet WC y supergigantes rojas (Tielens et al., 2005). La contribución de estos objetos no se conoce a ciencia cierta, aunque se ha visto en los modelos de producción de polvo, como los de Ginolfi et al. (2018), que las AGB son las fuentes más importantes del polvo en nuestra Galaxia.

Al comparar modelos de producción de polvo con las observaciones se encuentra que los modelos subestiman la cantidad de polvo observado. Esto se debe a la evolución que el polvo tiene en el MI (ver, por ejemplo, Ginolfi et al., 2018). En nubes densas, por ejemplo, los granos de polvo

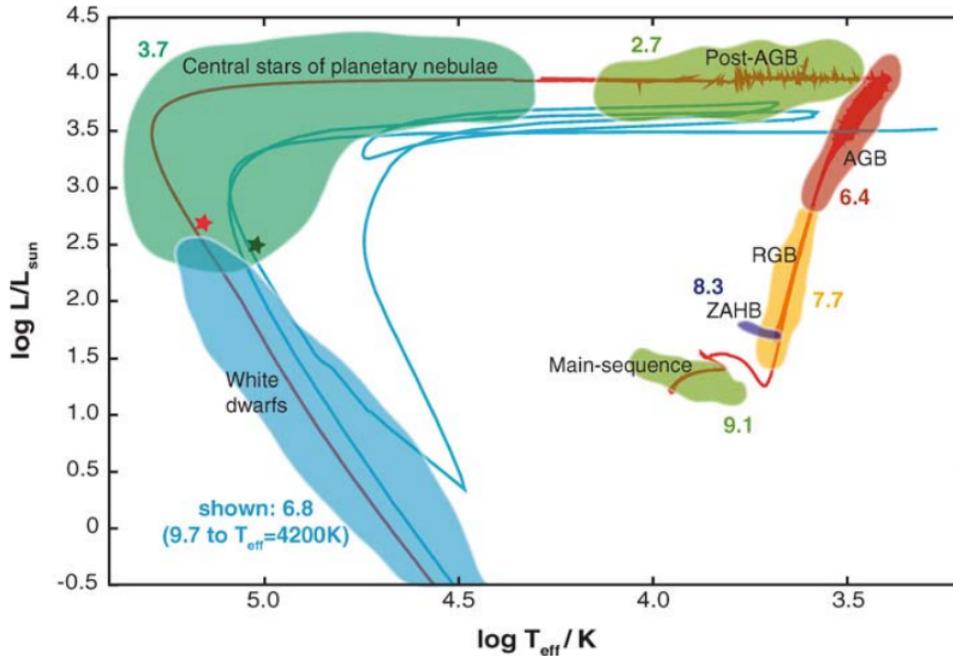


Figura 1.1. Diagrama de Hertzsprung-Russell donde se muestra la evolución de una estrella con masa inicial de $2 M_{\odot}$. Tomado de (Herwig, 2005).

pueden crecer aumentando la masa de polvo (ver, por ejemplo, Köhler et al., 2015), para esto un grano actúa como núcleo y moléculas y átomos del gas comienzan a pegarse. A esto se conoce como crecimiento de manto. Los granos de polvo también pueden crecer por coagulación al unirse granos de menor tamaño (Whittet, 2002), aunque esto no contribuye al aumento de masa del polvo.

Por otro lado, en el MI los granos pueden destruirse de distintas formas, por ejemplo, por choques entre sí, o con átomos y moléculas en el gas. La radiación UV puede destruir también los granos de polvo. No obstante, la vida de los granos de polvo es larga en comparación de la vida de las estrellas AGB, e incluso de las NPs, por lo que los vientos de las estrellas post AGB pueden enriquecer de polvo el MI (Stasińska & Szczerba, 1999). Estos efectos, crecimiento y destrucción de los granos, pueden inferirse a partir de distintas observaciones del MI, en las que se han encontrado variaciones locales de la depleción de distintos elementos (ver sección 1.3.1) y de las características del polvo, y pueden explorarse con modelos de evolución de polvo en el MI.

1.2. Polvo en estrellas AGB

Las nebulosas planetarias (NP) son el resultado de la fase final de estrellas con masas menores a $\sim 8 M_{\odot}$ y se forman cuando la estrella expelle sus capas más externas durante la fase de AGB y este gas es ionizado por la estrella (Osterbrock & Ferland, 2006).

Para entender el origen del polvo y sus propiedades en una NP es necesario estudiar cómo este polvo se ha formado en la estrella AGB. En la superficie de ésta los elementos que nos interesan principalmente son el carbono y el oxígeno, ya que el cociente de abundancia C/O definirá la química superficial de la estrella y ésta a su vez los tipos de granos de polvo. Cuando se puede empezar a formar polvo, la mayor parte de los átomos del carbono y el oxígeno se quedará en forma de gas (como molécula de CO), sin embargo, al ser más abundante un elemento que otro (es decir el cociente C/O es diferente de la unidad) el excedente se depositará en forma sólida, es decir en el polvo.

Según su química superficial tenemos tres tipos de estrellas: de tipo C, para el caso en que $C/O > 1$; las estrellas tipo S, con $C/O \approx 1$; y las estrellas tipo M, en las que $C/O < 1$ (Whittet, 2002).

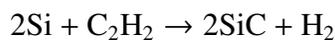
El valor del cociente C/O está determinado por los procesos de nucleosíntesis y de mezclado, como los pulsos térmicos, los dragados y la combustión caliente en la base de la envoltura convectiva (en inglés Hot Bottom Burning, HBB). Los pulsos térmicos son descargas rápidas de energía provocadas por el aumento de temperatura en capas donde el helio está quemándose. Los pulsos térmicos activan los procesos de nucleosíntesis como el proceso triple alfa que convierte el He en C (ver Karakas & Lattanzio, 2014). Los dragados son procesos en los cuales la envoltura convectiva de la estrella se introduce en su interior arrastrando consigo hacia la superficie elementos químicos que la estrella ha formado.

El tercer dragado y el HBB son los procesos más importantes para la química del polvo, debido a sus efectos contrarios en el cociente C/O. Durante el tercer dragado la envoltura convectiva penetra a la región de quemado de He, llevando a la superficie productos de la quema de He como C, y ocurre para estrellas con masas entre 1.5 y 3.5 M_{\odot} para metalicidad solar. En el HBB la temperatura de la base de la envoltura externa se eleva lo suficiente para que se active el proceso del quemado de hidrógeno con el ciclo CNO, donde se quema ^{13}C y ^{14}N , lo que puede convertir una envoltura rica en carbono en una rica en oxígeno (Ventura & D'Antona, 2011). El HBB se produce en estrellas en un rango entre 3–5 M_{\odot} , (el valor exacto depende de la metalicidad y del modelo usado, ver Lattanzio et al., 1996).

No todos los procesos ocurren en todas las estrellas. La masa y metalicidad de la estrella determinan qué procesos ocurrirán en la estrella. Por ejemplo, las estrellas con masas menores a $2 M_{\odot}$, y metalicidades $Z = 0.007$ y 0.003 no presentan el HBB pero presentan el tercer dragado (Karakas & Lattanzio, 2014).

La masa y la metalicidad de la estrella determinan el cociente C/O, y con esto qué tipo del polvo se formará. En la figura 1.2 se muestra cómo cambia el cociente C/O para distintas masas iniciales y metalicidades según los modelos de nucleosíntesis de Karakas (2014). En la figura se puede ver como el oxígeno domina a las masas más bajas y más altas, excepto que la metalicidad más baja, en que $C/O > 1$ para casi todo el rango de masas. En cambio, a la metalicidad más alta el intervalo de masas a las que $C/O > 1$ es estrecho. A bajas metalicidades, $C/O > 1$ para casi todo el rango de masas mientras que a altas metalicidades sucede lo contrario.

Conociendo el cociente C/O podemos inferir cuál será la química del polvo. Para estrellas tipo C ($C/O > 1$) una de las moléculas que llegan a formarse es el carburo de silicio (SiC). El SiC se forma por la reacción de la molécula C_2H_2 , en fase gaseosa, con átomos de Si (ver, por ejemplo, Ferrarotti & Gail, 2006):



Además del SiC, en estrellas tipo C, se forman otros compuestos con carbono, como los hidrocarburos policíclicos aromáticos (en adelante PAHs). En muchos de los espectros de objetos ricos en carbono también se observa un rasgo característico alrededor de $30 \mu m$ que se ha asociado con el sulfuro de magnesio (Messenger et al., 2013) el cual no se sabe por qué se forma en ese ambiente, pero se ha visto que es característico de estos ambientes. Otros carburos, sulfuros y Fe_3C pueden formarse en estos ambientes, aunque los compuestos más fáciles de detectar y que son más comúnmente estudiados son los PAHs, el SiC y el MgS.

Por otro lado, para estrellas tipo M se favorecerá la formación de óxidos y silicatos. En el caso de los silicatos, un ambiente rico en oxígeno favorece la producción de moléculas de óxido de silicio (SiO) en fase gaseosa (Gail & Sedlmayr, 1999). Estas moléculas de SiO, junto a moléculas de cuarzo (SiO_2), se condensan con el magnesio y el hierro para dar origen a silicatos, como los olivinos ($[Mg_xFe_{1-x}]_2SiO_4$) y los piroxenos ($Mg_xFe_{1-x}SiO_3$). Los piroxenos son más comunes que los olivinos y crecen mediante la adición de SiO, Mg, Fe en la superficie del grano y por la oxidación de la molécula de agua en fase gaseosa.



Los átomos de Si forman otros tipos de compuestos ya que, a metalicidad solar, la abundancia de Mg y Fe no es suficiente para que todos los átomos de Si se destinen a la formación de silicatos ([Anders & Grevesse, 1989](#)). Dependiendo de las condiciones en las que se produzcan estos compuestos, pueden darse dos casos para los silicatos: amorfos y cristalinos. Los silicatos amorfos suelen predominar en las regiones entre estrellas, mientras que los silicatos cristalinos predominan en el polvo que viene de la eyección de estrellas AGB ([Waters et al., 1998](#)). La temperatura en las estrellas es capaz de cristalizar los silicatos de forma eficiente y dar origen a los silicatos cristalinos. Cuando los silicatos cristalinos llegan al MI es probable que se conviertan en silicatos amorfos al sufrir colisiones con iones pesados [Kemper et al. \(2004\)](#).

Por último, en estrellas de tipo S existen dos regímenes (C/O un poco mayor a uno, o un poco menor) en los que puede formarse polvo con compuestos de carbono o polvo con compuestos de oxígeno ([Ferrarotti & Gail, 2002](#)). La cantidad de polvo formado por estas estrellas es una fracción minúscula de la masa de la estrella, por lo que en la mayoría de las ocasiones es imposible poder detectarlo.

Modelos de formación de polvo como los de [Nanni et al. \(2013\)](#) y [Ferrarotti & Gail \(2006\)](#) muestran que la química rica en oxígeno domina a bajas y altas masas, mientras que la de carbono a masas intermedias. Este resultado está en acuerdo con lo mencionado anteriormente sobre las predicciones de los modelos de nucleosíntesis acerca del rango de masas en el que C/O es mayor o menor a 1 y con el tipo de polvo que se forma según el valor de este cociente. Los rangos exactos de la masa están definidos por la metalicidad. Además una baja metalicidad, por debajo de $Z = 0.001$, no es favorable para la producción de polvo ([Ferrarotti & Gail, 2006](#); [García-Hernández et al., 2006a](#)).

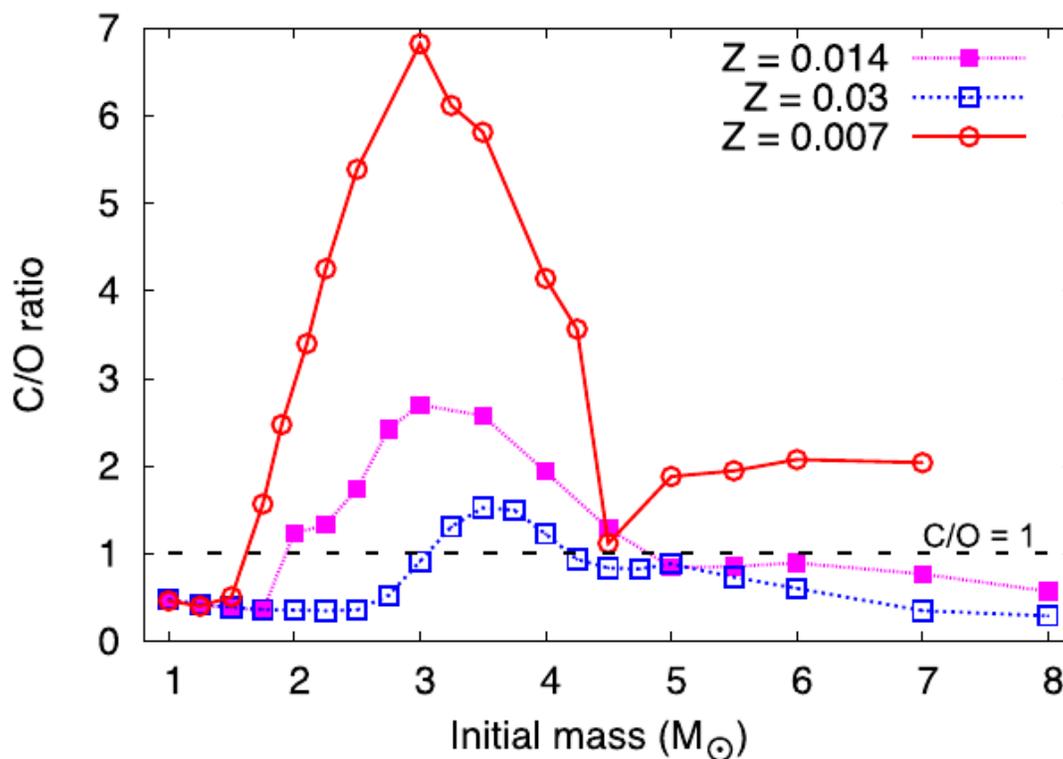


Figura 1.2. Cociente C/O final en la superficie de la estrella para distintas masas y metalicidades. Tomado de [Karakas \(2014\)](#).

1.3. Estudio del polvo en el MI nebulosas planetarias

Existen varias maneras en las que podemos estudiar el polvo en el MI, de forma indirecta, usando enfoques como el grado de depleción de ciertos elementos y el cociente C/O y de forma directa, buscando rasgos de polvo usando el espectro en el infrarrojo ([Whittet, 2002](#)).

1.3.1. Depleción

Las abundancias de elementos refractarios (como el hierro o el silicio, entre otros) en el MI son menores a la abundancia solar. Se considera que esto se debe a que parte de esos elementos están en fase sólida, en el polvo, y por eso la abundancia en el gas es menor. Esta diferencia entre la abundancia de un objeto y la abundancia esperada se llama depleción ([Whittet, 2002](#)). Generalmente se usa como valor de referencia el valor solar pero también se puede tomar otros valores, como por

ejemplo la abundancia en estrellas jóvenes (Tchernyshyov et al., 2015).

Los elementos refractarios muestran un mayor factor de depleción. Para estos elementos la mayoría de sus átomos está en estado sólido en el MI. Por otro lado, para los elementos volátiles, la mayor cantidad de su masa está en estado gaseoso. El que un elemento sea volátil o refractario depende de su temperatura de condensación T_c . La T_c es la temperatura a la que alrededor de 50 % del elemento está en estado sólido en el MI. En los elementos volátiles $T_c < 1000$ K a una presión de 10^{-4} bar (Whittet, 2002).

Cuando podemos usar la abundancia solar como referencia, el factor de depleción $[N_X/H]$ de un elemento X está definido como :

$$[N_X/H] = \log(N_X/H) - \log(N_X/H)_\odot.$$

Cuánto más negativo sea $[N_X/H]$ mayor es el grado de depleción. En la figura 1.3 se muestra cómo, en nubes difusas, el factor de depleción de los elementos más refractarios (con una T_c grande) es mayor que en aquellos con una T_c pequeña.

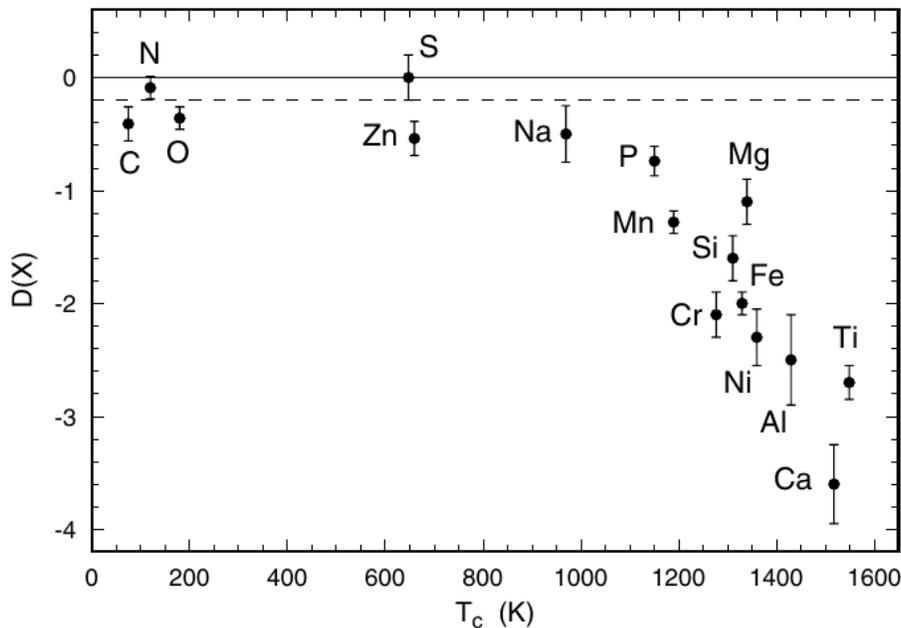


Figura 1.3. Factor de depleción en nubes difusas, indicado en la figura como $D(X)$, en función de la temperatura de condensación T_c (K). La línea horizontal continua en $D(X) = 0$ representa la abundancia solar y la línea horizontal discontinua en $D(X) = -0.2$ representa la abundancia para una estrella OB promedio. Tomado de Whittet (2002).

Otro parámetro físico importante que afecta la depleción es la densidad (Whittet, 2002). Algunos elementos tienen un bajo o moderado nivel de depleción, como el C, N, O, S y el Zn, sin importar la densidad. Para los elementos refractarios Mg, Si y P, el nivel de depleción varía según la densidad del medio, siendo alto en nubes con alta densidad y bajo en nubes difusas. Se sabe que en el MI la depleción del Si, y de los otros elementos refractarios, se incrementa con la densidad columnal del hidrógeno (Haris et al., 2016). En el caso de elementos como Fe, Ti, Ca, Cr, Mn, y Ni, el grado de depleción aunque varía con la densidad, permanece siempre alto.

La densidad y la temperatura no son los únicos parámetros que alteran la depleción de un elemento. Por ejemplo, en el MI la presencia y depleción de algunos elementos puede afectar la depleción de otros, este es el caso del Mg y el Fe que se incorporan mejor al polvo en la presencia de Si, según Sofia et al. (1994).

1.3.2. Cociente C/O

Como se mencionó en la sección 1.2 el cociente C/O es fundamental en la química del polvo. En la mayoría de los casos, ambos están tan relacionados que en ocasiones se usan los rasgos del polvo (visibles en espectros infrarrojos) como indicador del cociente C/O (Whittet, 2002). Por ejemplo, la presencia de SiC y/o MgS se asocia a las NPs ricas en carbono ($C/O > 1$) mientras que la presencia de silicatos se asocia a NPs ricas en oxígeno ($C/O < 1$).

En Cohen et al. (1986) y Cohen & Barlow (2005) se observa una correlación entre el cociente C/O y la aparición de rasgos asociados a los PAHs en 7.7 y 11.3 μm .

Otro estudio que busca correlaciones entre el polvo y el cociente C/O es el de Delgado-Inglada & Rodríguez (2014) en el que encuentran que los PAHs están en NPs en un gran intervalo de valores del cociente, incluso menor a 1. También encuentran que, en ciertas ocasiones, el cociente C/O y el tipo de polvo no van de la mano. Esto podría deberse a problemas al calcular el cociente C/O.

1.3.3. Emisión en el infrarrojo

Una de las mayores fuentes de información de la composición del polvo interestelar proviene de las características espectrales de emisión y absorción de los granos de polvo (Draine, 2003). Dentro de las NPs, el polvo absorbe radiación UV y la reemite como radiación infrarroja de dos formas distintas. La primera forma es la emisión tipo cuerpo negro y esto es debido a que el polvo tiene una cierta temperatura T_d . En trabajos como los de Stasińska & Szczerba (1999) y Stanghe-

llini et al. (2012) se ajustan cuerpos negros a espectros de polvo de NPs y se ha encontrado que el polvo tiene temperaturas de apenas unas centenas de Kelvin, o incluso de decenas.

Otra forma en la que el polvo puede emitir en el infrarrojo son los modos de vibración de las moléculas en estado sólido. Los rasgos de emisión y absorción en el infrarrojo vienen de los modos de vibración de las moléculas de los granos de polvo. La frecuencia de estas vibraciones está determinada por las masas de los átomos, la geometría de la molécula y las fuerzas que mantienen a los átomos en sus posiciones de equilibrio (Whittet, 2002).

Algunas moléculas que tienen modos de vibración son los compuestos de carbono, como carburo de silicio (SiC) o PAHs, (Draine, 2003). En particular los PAHs muestran rasgos característicos en 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 y 11.2 μm (Hony et al., 2001), mientras que el SiC tiene un rasgo alrededor de 12 μm (Whittet, 2002). Estos compuestos suelen formarse en ambientes ricos en carbono (aunque los PAHs pueden formarse en ambientes ricos en oxígeno Guzmán-Ramírez & Zijlstra, 2011), en donde también aparece un rasgo alrededor de los 30 μm que se ha asociado con el MgS (Messenger et al., 2013).

Otras moléculas que pueden vibrar y emitir en el infrarrojo son compuestos con silicio, como la enstatita MgSiO_3 , la broncita $(\text{Fe,Mg})\text{SiO}_3$, la ferrosilita FeSiO_3 y la fosterita MgSiO_4 (Whittet, 2002). Estos compuestos entran dentro del grupo de los silicatos, que pueden estar en una fase cristalina, con rasgos en 23, 28 y 33 μm y una fase amorfa, con rasgos alrededor de 9.7 y 18.1 μm (Waters et al., 1996).

Existen más compuestos que pueden formarse en cada uno de los diferentes ambientes, como TiC, carbono amorfo o H_2O . Observar estos compuestos, sin embargo, es complicado ya que su emisión puede confundirse en el continuo de la emisión (Osterbrock & Ferland, 2006). Es por eso que la mayoría de los estudios, incluido éste, se enfocan en los compuestos que se han explicado anteriormente.

1.4. Nebulosas planetarias con química dual

Como se mencionó antes, la química del polvo en una estrella AGB depende del cociente C/O y éste de la masa y metalicidad de la estrella. Esto involucra que, en principio, observemos que la química superficial sea rica en carbono ($\text{C/O} > 1$) o en oxígeno ($\text{C/O} < 1$) y se forme el tipo de polvo correspondiente a cada ambiente (PAHs, SiC, y MgS para ambientes ricos en carbono y óxidos y

silicatos para ambientes ricos en oxígeno). Al pasar a la fase de nebulosa planetaria encontraremos los granos que formaron las estrellas progenitoras.

El mecanismo que determina la química del polvo, sin embargo, suele ser más complicado que eso, pues se han encontrado nebulosas que presentan tanto silicatos como PAHs a las que se conoce como NPs de doble química o con polvo mixto.

No se conoce con exactitud el origen de este tipo de NPs, aunque se han dado múltiples respuestas al problema (ver por ejemplo, [Perea-Calderón et al., 2009](#)). Una de las primeras explicaciones que se dio es que estas NPs fueron originadas por un sistema binario ([Molster et al., 1999](#)), en la que una componente da el polvo rico en oxígeno y otra aporta los PAHs. Otra posible causa es que el polvo se ha formado en dos momentos distintos, en los que el cociente C/O cambió debido a: 1) de menor que 1 a mayor que 1 debido a la desactivación del HBB al final de la fase AGB ([García-Hernández et al., 2006b](#)) o 2) de mayor que 1 a menor que 1 debido a un pulso térmico tardío ([Waters et al., 1998](#)). En ambos casos se espera polvo de diferente composición producido en distintas etapas de la estrella central de la NP. Además, se espera una NP con $C/O > 1$ en el primer caso y < 1 en el segundo caso. También se podría explicar la presencia simultánea de PAHs y silicatos por la existencia de una región con polvo rico en oxígeno alrededor de una NP, donde la molécula de CO llega a disociarse gracias a la interacción con fotones UV (ver [Agúndez et al., 2010](#)) y entonces hay átomos de C libres para dar origen a moléculas de PAH ([Guzmán-Ramírez & Zijlstra, 2011](#)).

[García-Rojas et al. \(2018\)](#) estudiaron recientemente una muestra de 9 NPs con doble química y encuentran que en seis de ellas el escenario más plausible para la presencia de polvo de doble química es el de la disociación de la molécula de CO mientras que en tres es el del pulso térmico tardío. Estos dos escenarios son los más utilizados en los últimos años para explicar el origen de las las NPs con doble química.

1.5. Algunos estudios previos sobre el polvo en NPs

Los primeros estudios sobre el polvo en NPs se limitaban a buscar e identificar rasgos en espectros infrarrojos para distinguir entre objetos con polvo rico en carbono y oxígeno (ver [Roche & Aitken, 1986](#); [Zhang & Kwok, 1990](#)).

Con el avance de la tecnología y con esto la posibilidad de obtener información de una mayor cantidad de NPs, los trabajos buscaron correlaciones entre el tipo de polvo y parámetros nebulares

y estelares (por ejemplo [Gutenkunst et al., 2008](#)).

Uno de estos parámetros es la localización en la Galaxia, [Gutenkunst et al. \(2008\)](#); [Perea-Calderón et al. \(2009\)](#); [García-Hernández & Górnay \(2014\)](#) y [Stanghellini et al. \(2012\)](#) son ejemplos de esto. En estos trabajos se ha encontrado que en el bulbo galáctico parecen concentrarse las nebulosas con polvo rico en oxígeno y con polvo con química mixta, mientras que en el disco y el halo de la Galaxia y en las nubes de Magallanes es más común encontrar a las nebulosas con polvo rico en carbono.

Otro parámetro que se ha buscado relacionar con el tipo de polvo en NPs es el tipo espectral de la estrella central. [Waters et al. \(1998\)](#) analizan un par de espectros de nebulosas planetarias con estrellas centrales Wolf-Rayet ricas en carbono y encuentran que ambas tienen prominentes rasgos de PAHs y de silicatos, es decir son NPs con polvo mixto. [Perea-Calderón et al. \(2009\)](#) estudian una muestra más grande de NPs y encuentran que 21 de 26 NPs del bulbo tienen polvo mixto y que el polvo mixto no se encuentra solamente alrededor de estrellas tipo Wolf-Rayet ricas en carbono.

[Stanghellini et al. \(2016\)](#) buscan correlaciones entre la morfología de la NP y el tipo de polvo, y encuentran que la mayoría de las NPs esféricas son NPs con polvo rico en carbono, mientras que las NPs con polvo rico en oxígeno son esféricas.

La composición química del gas ha sido otro de los parámetros que se ha buscado correlacionar con el tipo de polvo en NPs. [García-Hernández & Górnay \(2014\)](#) muestran que las NPs con polvo rico en carbono tienen, en promedio, abundancias menores de argón que las NPs con polvo mixto y rico en oxígeno. Como la abundancia de argón es indicador de la metalicidad de la estrella progenitora, esto indica que las estrellas progenitoras de las NPs con polvo rico en carbono tienen una metalicidad menor que las NPs con polvo mixto. Además, al buscar una relación entre el oxígeno y el argón encuentran que las NPs mixtas, más masivas, tienen una abundancia menor de oxígeno, que ellos explican por la producción de N a partir de O debido a un fuerte HBB. En el mismo trabajo se ve también que el azufre parece tener una mayor depleción en NPs ricas en carbono.

[Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) encuentran que las NPs con polvo rico en carbono presentan un enriquecimiento de oxígeno que atribuyen a un mezclado extra en la estrella. Los modelos estándar, como los de [Karakas & Lattanzio \(2014\)](#), que no incluyen un mezclado más eficiente, no son capaces de reproducir este resultado, pero otros modelos como los de [Ventura et al. \(2015\)](#); [Pignatari et al. \(2016\)](#) y [García-Hernández et al. \(2016\)](#) sí. Además, [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) encuentran que la mayoría de las estrellas progenitoras de las NPs con polvo rico en carbono se formaron en ambiente con menor metalicidad que aquellas con polvo mixto.

En [Delgado-Inglada & Rodríguez \(2014\)](#) estudiaron la correlación entre el tipo de polvo y el factor de depleción de hierro y encontraron que las NPs con rasgos de SiC y/o 30 μm alcanzan una depleción mayor que aquellas con silicatos. [García-Rojas et al. \(2018\)](#) estudiando una muestra de NPs con polvo mixto, encuentran que la mayoría tiene $C/O < 1$, por lo que descartan que sus NPs procedan de estrellas C enriquecidas con oxígeno debido a un pulso térmico tardío.

1.6. Objetivos de esta tesis

A pesar de todos los estudios mencionados anteriormente, existen muchos aspectos que no se han explorado, o que se requiere explorar más, sobre el polvo en NPs. Hace falta, por ejemplo, estudios con muestras más extensas y homogéneas de NPs. También se hace necesario replantear la clasificación usada por los trabajos anteriores, pues la mayoría han propuesto que los PAHs son compuestos que sólo se forman en ambientes ricos en carbono, y ahora está más claro que los PAHs pueden formarse en otros ambientes ([Perea-Calderón et al., 2009](#)). Asimismo, existen parámetros cuya relación con el tipo de polvo no ha sido explorada.

Es por ello que uno de los objetivos en este trabajo es compilar el mayor número posible de espectros en el infrarrojo de NPs de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer (del cual algunos programas no se han reportado en la literatura) para obtener una muestra más grande y homogénea en la medida de lo posible. El siguiente objetivo es, con los espectros de la muestra, realizar una clasificación de los objetos según la clase de polvo que contienen, tomando como referencia los rasgos de polvo observados. Esta clasificación distingue entre objetos con polvo rico en carbono y con PAHs, por lo dicho anteriormente.

El siguiente objetivo es explorar posibles correlaciones de distintos parámetros nebulares con el tipo de polvo. Algunos parámetros ya han sido explorados en trabajos anteriores, como la localización en la Galaxia y las abundancias químicas del gas, y otros no, como la luminosidad en $H\beta$ y el radio nebuloso. Todo esto con el fin de buscar correlaciones entre el tipo de polvo y parámetros nebulares que nos proporcionen toda la información posible sobre los distintos procesos evolutivos que tienen lugar en estrellas AGB y NPs de distintas masas y metalicidades.

Muestra y clasificación de nebulosas planetarias

2.1. El Telescopio Espacial Spitzer

Existe una complicación a la hora de hacer observaciones en el infrarrojo y ésta es que los gases que se encuentran en la atmósfera, como el CO₂, el CH₄ y el vapor de agua, absorben gran parte de la radiación infrarroja que llega a la Tierra. La región del espectro entre 20 y 1000 μm es observable sólo desde afuera de la atmósfera terrestre, mientras que la región de 1-20 μm sólo es posible en ciertas ventanas (Rodríguez & Jauregui, 1996). Esta complicación vuelve todo un reto hacer espectroscopía infrarroja en la Tierra. Una de las primeras soluciones a esto fue hacer observatorios a grandes alturas, evitando con ello la mayor cantidad posible de absorción. Esto, sin embargo, no solucionaba el problema en su totalidad. El siguiente paso fue el uso de observatorios espaciales. Con ellos se solucionaba el problema de la absorción de radiación en la atmósfera terrestre.

A finales del siglo XX se lanzaron dos telescopios espaciales en el infrarrojo, el Infrared Astronomical Satellite (IRAS) y el Infrared Space Observatory (ISO). Los espectrómetros de dichos telescopios observaban bandas centradas en longitudes de onda en 12, 25, 60 y 100 μm , en el caso de IRAS¹, y el rango de entre 45 a 197 μm , en el caso de ISO (Kessler, 2002). Ambos telescopios estuvieron en servicio relativamente poco tiempo, 10 meses para IRAS y poco menos de tres años para ISO.

El Telescopio Espacial Spitzer es uno de los observatorios espaciales de la NASA y está dedicado a la astronomía infrarroja. Lanzado el 25 de agosto de 2003, sigue una órbita heliocéntrica similar a la Tierra, a la que va siguiendo (Werner, 2005). Para evitar el ruido causado por la emisión en el infrarrojo del propio telescopio por radiación térmica, los detectores de Spitzer es enfriado a

¹<https://lambda.gsfc.nasa.gov/product/iras/>

5.5 K mediante criogenia. Spitzer contiene un espejo primario de telescopio de 85 cm de diámetro y tres instrumentos científicos que proporcionaban imágenes y espectroscopía a longitudes de onda de 3.6 a 160 μm : IRAC (una cámara) MIPS (un fotómetro) e IRS (un espectrómetro). Spitzer ha estado más tiempo que ISO e IRAS tomando datos, por lo que su base de datos es mayor.

IRS es el instrumento del que se han tomado los espectros usados en este trabajo. Éste está compuesto por módulos separados. Cada módulo cubre un rango de longitudes de onda distinto con alta y baja resolución. Con una resolución $\lambda/\Delta\lambda$ con un rango entre 64 y 128 se cubren los rangos de longitudes de onda entre 5.2 y 14.5 μm y de 14 a 38.0 μm . Con una resolución de ~ 600 se cubren los rasgos de longitudes de onda 9.9 a 19.6 μm y 18.7 a 37.2 μm . Los detalles de este instrumento aparecen especificados en [Houck et al. \(2004\)](#).

IRS tiene dos modos de observación: ‘staring’ en el que la rendija se mantiene fija observando un objeto determinado y ‘mapping’ en el que la rendija barre un objeto en pequeños pasos indicados por el observador. Los espectros usados en este trabajo fueron tomados usando el modo ‘staring’. En la figura 2.1 se representan las rendijas de todos los módulos de IRS para la observación de la nebulosa planetaria Cn 1-3.

El telescopio Espacial Spitzer fue desactivado en febrero del 2020.

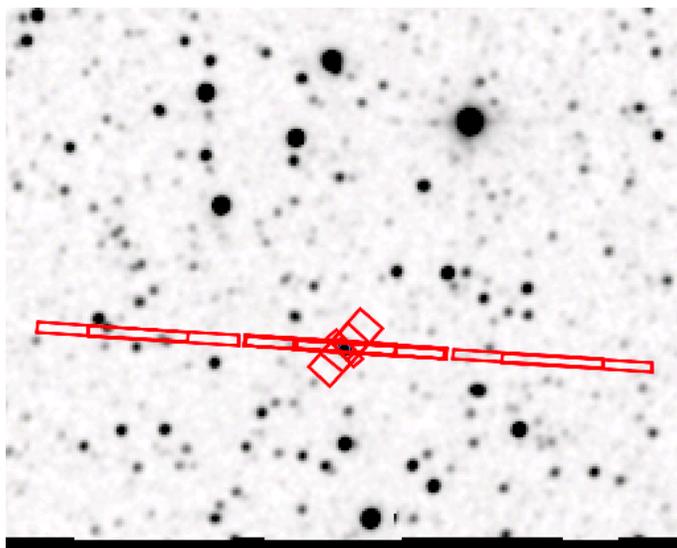


Figura 2.1. En la imagen están representadas con rectángulos rojos las rendijas de todos los módulos de IRS usados para observar la nebulosa planetaria Cn 1-3. Tomado de <http://www.spitzer.caltech.edu/technology/telescope.shtml>.

2.2. Recopilación y clasificación de espectros

Las NPs estudiadas fueron obtenidas de la base de datos de Spitzer², ya que este telescopio cuenta con una base de datos mucho mayor que IRAS e ISO. Se ha realizado una búsqueda en la literatura y en la base de datos de Spitzer de programas de observación para NPs o con éstas incluidas. Se han encontrado 11 programas de observación de NPs galácticas: 3633 (Investigador Principal: Bobrowsky), 3235 (IP: Waelkens), 20590 (IP: Sahai), 30550 (IP: Houck), 40115 (IP: Fazio), 30036 (IP: Fazio), 30652 (IP: Bernard-Salas), 30430 (IP: Dinerstein), 50261 (IP: Stanghellini), 93 (IP: Cruikshank), 20049 (IP: Kwitter). En estos 11 programas hay un total de 252 objetos distintos con un espectro disponible.

En casos como el del programa 3235 (IP: Waelkens) algunos objetos no eran NPs por lo que esos espectros no fueron incluidos en la muestra. Por ejemplo, K 4-57 es una estrella simbiótica (Rodríguez-Flores et al., 2014). Por otro lado, también se han descartado inicialmente los espectros en los que, al faltar una parte del espectro, no podemos tener la información completa para asegurar qué rasgos de polvo están presentes como, por ejemplo, varios de los espectros del programa 93 (IP: Cruikshank). Sin embargo, en algunos casos usamos estos objetos con espectros incompletos (más adelante se explicará el por qué de esta decisión).

Después de este primer filtro la muestra obtenida es de 223 NPs galácticas, la mayoría con observaciones en el rango $\sim 5\text{--}38\ \mu\text{m}$ (las excepciones se explicarán más adelante). Los espectros de todos los objetos se muestran en los apéndices. Luego se ha aplicado un segundo filtro a este grupo, descartando los espectros en los que es imposible distinguir entre ruido y rasgos de polvo y los objetos que tienen espectros con formas inusuales que quizás no pertenezcan a una NP, aunque están identificadas como tal. En este segundo filtro las NPs de los programas 30036 y 3235 fueron descartadas, principalmente por la mala calidad de sus espectros. El grupo de 15 objetos descartados se muestran en el apéndice F. En la figura 2.2 puede verse el ejemplo de un espectro descartado. La muestra a clasificar está compuesta de 208 objetos.

A los espectros de la muestra descargados de la base de datos de Spitzer se les han hecho algunas mejoras para distinguir más claramente los rasgos de polvo. Cada región del espectro proviene de un módulo diferente y al unirlos se hicieron algunos retoques. Se han escalado las diferentes porciones multiplicando por un factor tal que haga que los espectros se solapen en los extremos. Para definir este factor se toma como referencia la parte del espectro de 20 a 38 μm , que se ha tomado

²<https://sha.ipac.caltech.edu/applications/Spitzer/SHA/>

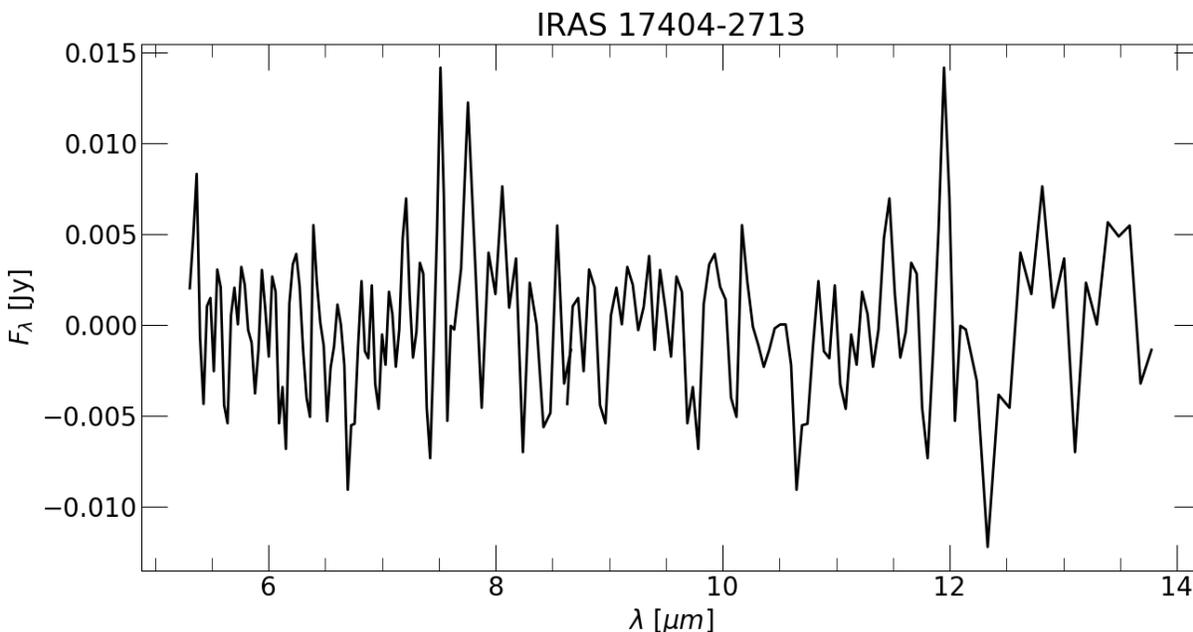


Figura 2.2. Ejemplo de espectro descartado.

con el módulo que cuenta con una mayor apertura, y se busca hacer coincidir los extremos de las demás partes del espectro con esa parte del espectro. Este factor varía entre uno, para la mayoría de los objetos, y cinco, en los casos donde algunos módulos observaron sólo una zona del objeto.

En el caso de las partes del espectro tomadas con algún módulo de alta resolución los flujos presentan bajadas súbitas (ver figura 2.3) en los extremos, donde se solapan los diferentes órdenes. Esto se debe a la abrupta bajada de sensibilidad en los extremos CCD. Para que los espectros se vean más limpios se han eliminado a mano estas bajadas.

A pesar de los retoques hechos no todos los rasgos son siempre claros. En algunos casos existen líneas de emisión del gas en la misma zona que los rasgos de polvo. Aunque en la mayoría de los espectros es fácil distinguir entre unos y otros por su forma, delgada y aguda para las líneas, redondeada y ancha para los rasgos de polvo, en algunos casos es difícil distinguir si hay un rasgo al existir una línea cerca. Además, algunos rasgos pueden confundirse con ruido. En estos casos se calificarán los espectros como dudosos.

Los rasgos de polvo que se buscan en los espectros son los asociados a los PAHs, SiC, MgS, silicatos cristalinos y silicatos amorfos. Los rasgos de los PAHs se encuentran en el rango de longitudes de onda de 5 a 14 μm por lo que hemos hecho un acercamiento a esta parte del espectro para cada objeto, además de mostrar el espectro completo (5–38 μm). Los rasgos asociados a los

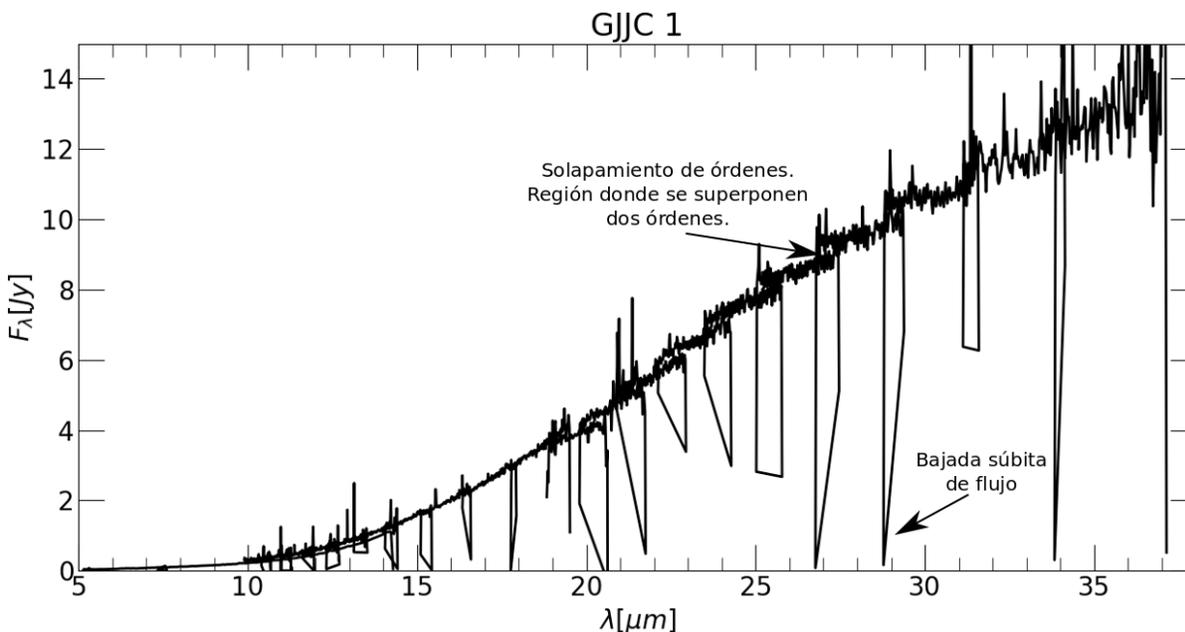


Figura 2.3. Ejemplo de espectro tomado con los módulos de alta resolución en el que se muestran las características que aparecen en las regiones donde se empalman los diferentes órdenes y que dificultan la detección de rasgos de polvo.

PAHs se encuentran en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.3 y 12.6 μm , como puede verse en la figura 2.4. El rasgo asociado al SiC se encuentra a 11 μm , mientras que el rasgo asociado con MgS se encuentra alrededor de 30 μm (ver figura 2.5). En la figura 2.6 se muestra el rasgo asociado a los silicatos amorfos alrededor de los 10 μm . Los rasgos asociados a los silicatos cristalinos están alrededor de 23, 28 y 33 μm (ver la figura 2.7). En la figura 2.8 se muestra un ejemplo de un espectro sin ninguno de los rasgos antes mencionados para que sirva de comparación con aquellos con rasgos.

Buscamos también el rasgo asociado a los silicatos amorfos alrededor de los 18 μm ; sin embargo, este rasgo es difícil de encontrar a comparación del rasgo de 10 μm ya que se observa con menos frecuencia. Existe también el inconveniente de que en esa zona los espectros de Spitzer se unen, lo que provoca que sea aún más complicado definir si un objeto tiene o no este rasgo. Es por eso por lo que hemos sido más cautelosos a la hora de identificar ese rasgo.

Se esperan otros compuestos en los ambientes ricos en C y ricos en O como Fe_3C y óxidos. Algunos de los rasgos son difíciles de detectar/identificar, otros no sabemos cómo y dónde emiten. Aquí se usan algunos que son relativamente fáciles de identificar y que están claramente asociados a una química rica en C (SiC y 30 μm) o rica en O (silicatos); los PAHs pueden estar en ambos ambientes.

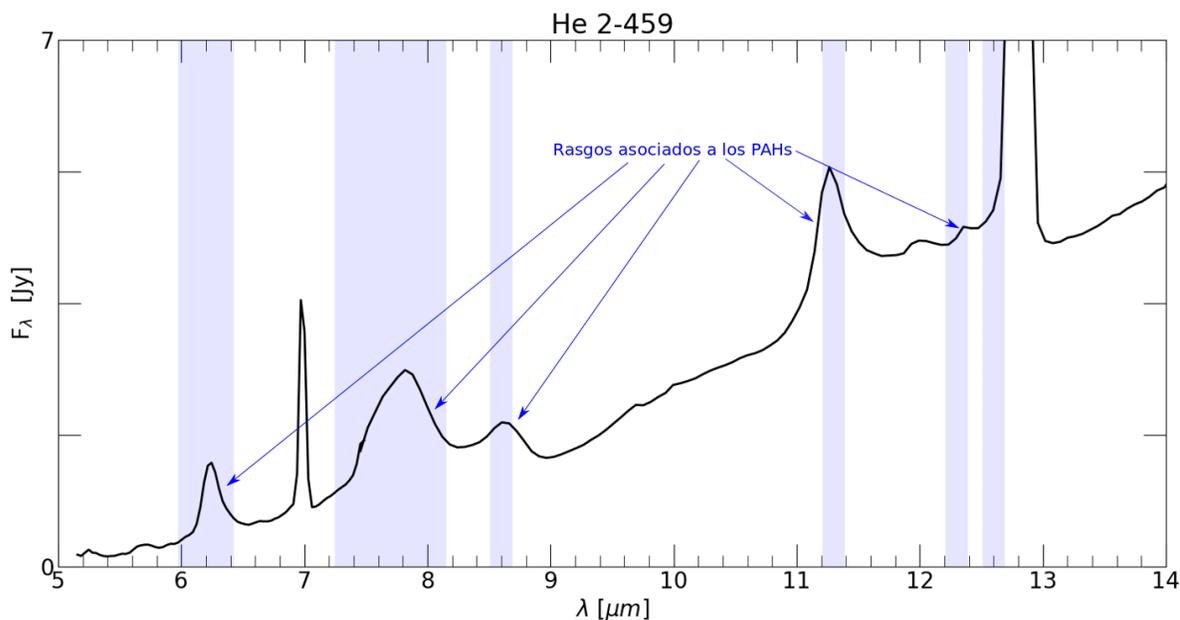


Figura 2.4. Ejemplo de un espectro entre 5 y 14 μm donde se observa los rasgos asociados a los PAHs en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.3 y 12.6 μm .

Después de identificar la presencia (o ausencia) de los rasgos en cada objeto de la muestra, se han clasificado en cinco grupos: NPs con polvo rico en carbono (CRD), las cuales tienen rasgos de SiC y/o de MgS (además que pueden presentar PAHs); NPs con polvo rico en oxígeno (ORD), que tienen rasgos de silicatos cristalinos y/o amorfos; NPs con polvo mixto (MD), que presentan rasgos de PAHs y de algún tipo de silicato; NPs con sólo PAH (PAH); NPs sin rasgos de polvo (SR). Definimos un grupo con sólo PAHs, en vez de incluir estas NPs en el grupo CRD porque la presencia de NPs con polvo mixto muestra que los PAHs pueden formarse en objetos que, en principio, no son ricos en carbono (Guzmán-Ramírez & Zijlstra, 2011).

En la muestra se han incluido las NPs Hu 2-1, IC 418 y NGC 6826 porque, aunque sólo cuentan con la parte del espectro de 9 a 20 μm , es posible clasificarlas como NPs CRD, ya que tienen el rasgo de SiC (la falta de información sobre si tienen PAHs o no, no cambiaría su clasificación). Por otro lado, para NGC 3918, la cual también sólo cuenta con la parte del espectro de 9 a 20 μm , se ha identificado el rasgo de 30 μm en Hony et al. (2002) usando espectros de ISO, por lo que en este trabajo está clasificada como NP con CRD.

Por otro lado, el espectro de NGC 40 no muestra con claridad el rasgo de 30 μm (debido a las regiones de la NP observadas por Spitzer), sin embargo, este rasgo ha sido observado en los

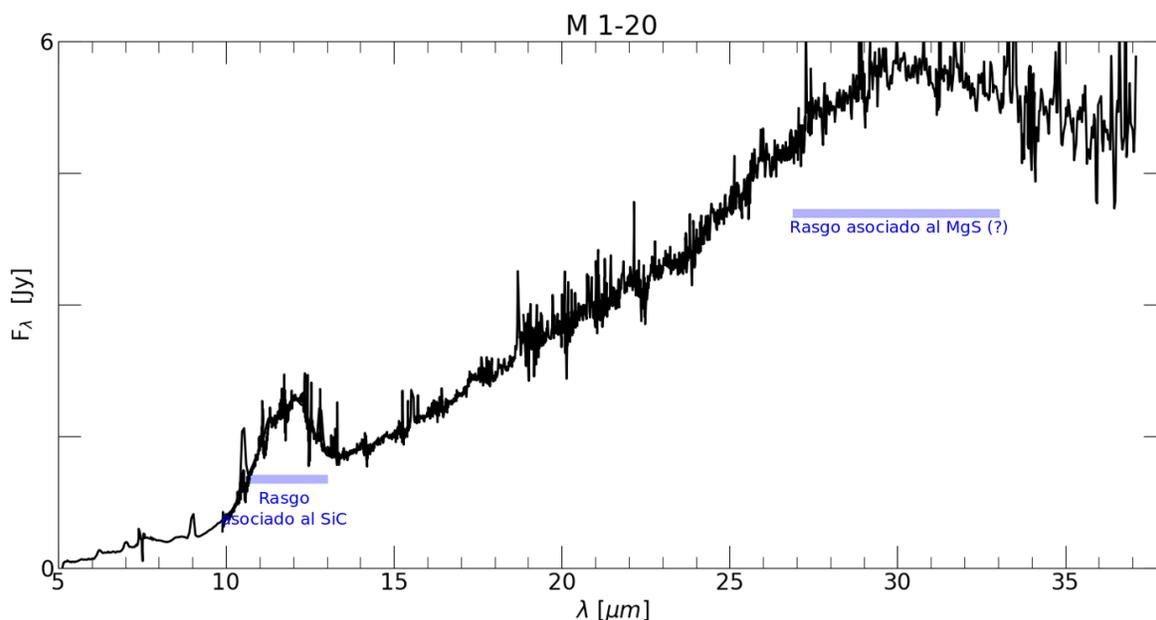


Figura 2.5. Ejemplo de un espectro entre 5 y 38 μm donde se observa el rasgo asociado al SiC (indicado con una línea horizontal alrededor de 11 μm) y el rasgo que se asocia al MgS (indicado con una línea horizontal alrededor de 30 μm).

espectros de ISO de [Hony et al. \(2002\)](#) por lo que ha sido clasificada como CRD en este trabajo .

En los apéndices A, B, C, D y E se muestran los espectros de los 208 objetos clasificados como NPs con CRD, MD, ORD, PAH, y SR respectivamente.

2.2.1. Características la muestra observacional

La muestra a clasificar de NPs usada en este trabajo es una compilación hecha a partir de programas de observación. En la tabla 2.1 se muestra el número de objetos de cada programa de observación que hay en nuestra muestra de NPs a clasificar (208 objetos que han pasado el primer y segundo filtros). Más de la mitad de los objetos de la muestra pertenecen al programa 50261 (IP: Stanghellini), las cuales son NPs compactas (con diámetros angulares menores a $4''$) del disco. La muestra de NPs puede estar sesgada, ya que en su mayoría (63 % de los objetos) tiene diámetros angulares pequeños, lo que implica que puede tratarse de objetos jóvenes (si están relativamente cerca) o brillantes y lejanos. Por lo tanto, algunos de los resultados pueden no aplicarse a una muestra más amplia, dependiendo de lo anterior.

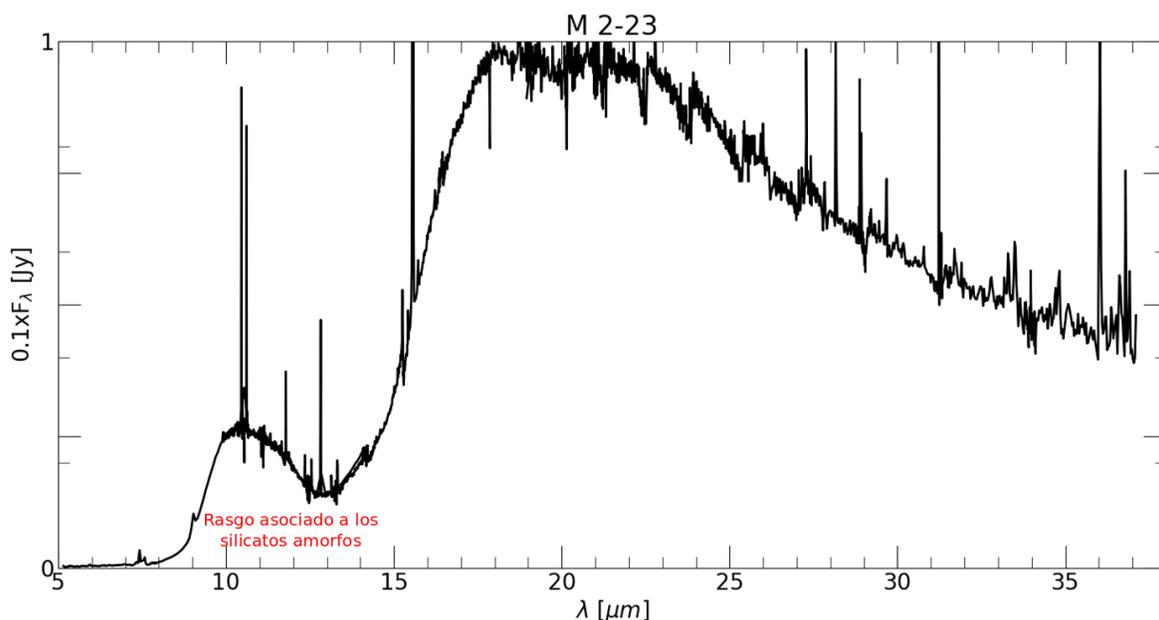


Figura 2.6. Ejemplo de un espectro entre 5 y 38 μm donde se observa el rasgo asociado a los silicatos amorfos (indicado con una flecha roja, alrededor de 10 μm).

Un poco más de la cuarta parte son objetos del bulbo, según los programas de observación. Estos 55 objetos pertenecen a los programas 3633 (IP: Bobrowsky) y 30550 (IP: Houck). Este sesgo es menos influyente en la muestra que el anterior, pero es algo que se debe tomar en cuenta.

2.3. Resultado de la clasificación

La muestra final está compuesta de 208 espectros de NPs en los que es posible observar la presencia o ausencia de algún rasgo. En la tabla 2.2 se indican los rasgos observados en cada uno de los objetos. La primera columna de la tabla 2.2 indica el número del objeto en la muestra, la segunda el nombre usual del objeto, la tercera indica el nombre PNG del objeto, la cuarta el grupo en el que ha sido clasificado, y de la quinta a la novena columna se señala la presencia de rasgos asociados a los PAHs, el SiC, el MgS, los silicatos amorfos y los silicatos cristalinos respectivamente.

En el caso de los PAHs, dado que hay rasgos en varias longitudes de onda y que pueden verse algunos, todos o ninguno, se ha procedido de la siguiente forma. Hemos exigido que en el espectro puedan verse al menos tres rasgos claros, con el fin de tener más certeza en la clasificación. Las identificaciones se indican en la tabla con un \checkmark en la quinta columna de la tabla 2.2. En caso de

Tabla 2.1. Relación de objetos de cada programa de la muestra a clasificar.

Programa	Nº de objetos en la muestra	% de objetos en la muestra	Comentarios
93	4	2.0	–
3633	45	21.0	NPs del bulbo
20049	1	0.5	NPs del halo
20590	2	1.0	–
30550	10	5.0	NPs del bulbo
40115	5	2.5	Con estrellas centrales Wolf-Rayet
30652	2	1.0	Objetos del halo
30430	8	4.0	–
50261	131	63.0	NPs compactas del disco
Total	208	100	

haber solamente uno o dos rasgos claros se indica en la tabla 2.2 con \checkmark ? (lo cual quiere decir que se considera probable la presencia de PAHs). Si no tiene ningún rasgo claro, pero al menos tiene tres dudosos se indica con \times ? (que se refiere a que consideramos poco probable la presencia de PAHs). Si tiene dos o menos rasgos dudosos se considera que ese objeto no tiene PAHs (indicado con \times en la tabla 2.2).

En el caso de los silicatos cristalinos, se ha requerido que al menos se observe uno de los rasgos característicos para considerar que una NP contiene este tipo de polvo. En caso de tener sólo rasgos dudosos en la última columna se indica con \checkmark ? (lo cual quiere decir que es posible que tenga silicatos).

Los otros rasgos, como de SiC y silicatos cristalinos, son más fáciles de detectar a simple vista, como se puede ver en los apéndices correspondientes. La clasificación fue hecha manualmente debido a que la emisión de cuerpo negro a distintas temperaturas, ruido y rasgos de otros compuestos que no han sido identificados hacen imposible el uso de un sistema más analítico de clasificación. También se pretendió hacer uso de redes neuronales para clasificar de manera automática los objetos, pero la cantidad de espectros disponibles para entrenar la red fue insuficiente.

En los casos de los objetos clasificados como MD, ORD y PAH en los que es vital la presencia o ausencia de PAHs para pertenecer a sus grupos, el símbolo ? indica que tras la clasificación hay incertidumbre con respecto al grupo al que pertenecen (al no poder definir con certeza la presencia o ausencia de PAHs y/o silicatos). Este grupo en el cual la clasificación es incierta está compuesto por 44 objetos.

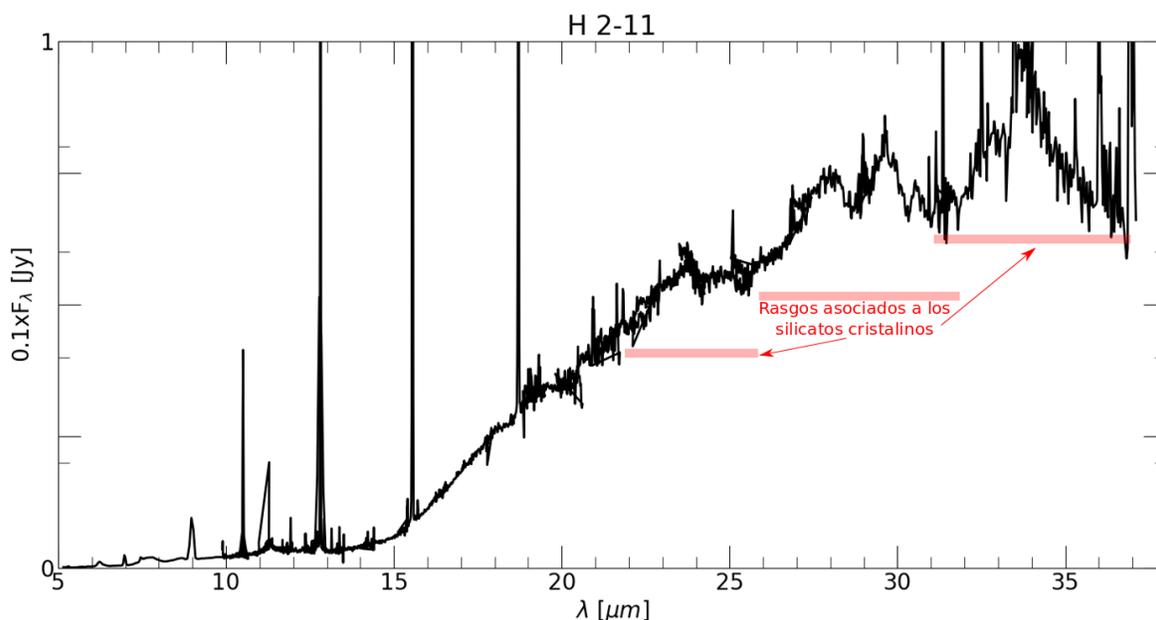


Figura 2.7. Ejemplo de un espectro entre 5 y 38 μm donde se observan los rasgos asociados a los silicatos cristalinos (marcados con líneas horizontales alrededor de 23, 28 y 33 μm).

Algunos de los objetos clasificados aquí de acuerdo con su tipo de polvo ya han sido estudiados antes en la literatura. Así que podemos comparar la clasificación asignada en este trabajo con la de los trabajos anteriores. En 46 casos la clasificación fue distinta, debido a que los autores observaban algún rasgo que en este trabajo no, o viceversa. Un ejemplo es NGC 6644, clasificada como CRD en este trabajo, pero como MD en el de [Perea-Calderón et al. \(2009\)](#). Esto sucede porque estos autores detectan silicatos además de PAHs mientras que en este trabajo detectamos los rasgos de SiC y MgS. Dado a que estas dos detecciones son muy claras, como puede verse en la figura A.3 (apéndice A, página 82), es probable que esta diferencia se deba a una simple errata en el trabajo de [Perea-Calderón et al. \(2009\)](#). Otro ejemplo es M 1-69, en el que [Stanghellini et al. \(2012\)](#) no ve ningún rasgo, mientras que nosotros vemos rasgos de silicatos cristalinos en 28 y 33 μm (ver figura C.10, apéndice C, página 115).

Estas diferencias están indicadas en la tabla 2.2 como superíndices en los datos de la quinta a la última columna. La letra ‘G’ significa que el objeto ha sido estudiado en [Gutenkunst et al. \(2008\)](#), ‘P’ en [Perea-Calderón et al. \(2009\)](#), y ‘S’ en [Stanghellini et al. \(2012\)](#). Cabe aclarar que se ha revisado también la clasificación hecha por [García-Hernández & Górnny \(2014\)](#), pero todos los objetos de este trabajo están contenidos en [Stanghellini et al. \(2012\)](#). En ambos trabajos los objetos están clasificados de forma igual, así que el superíndice ‘S’ implica también diferencias con el trabajo

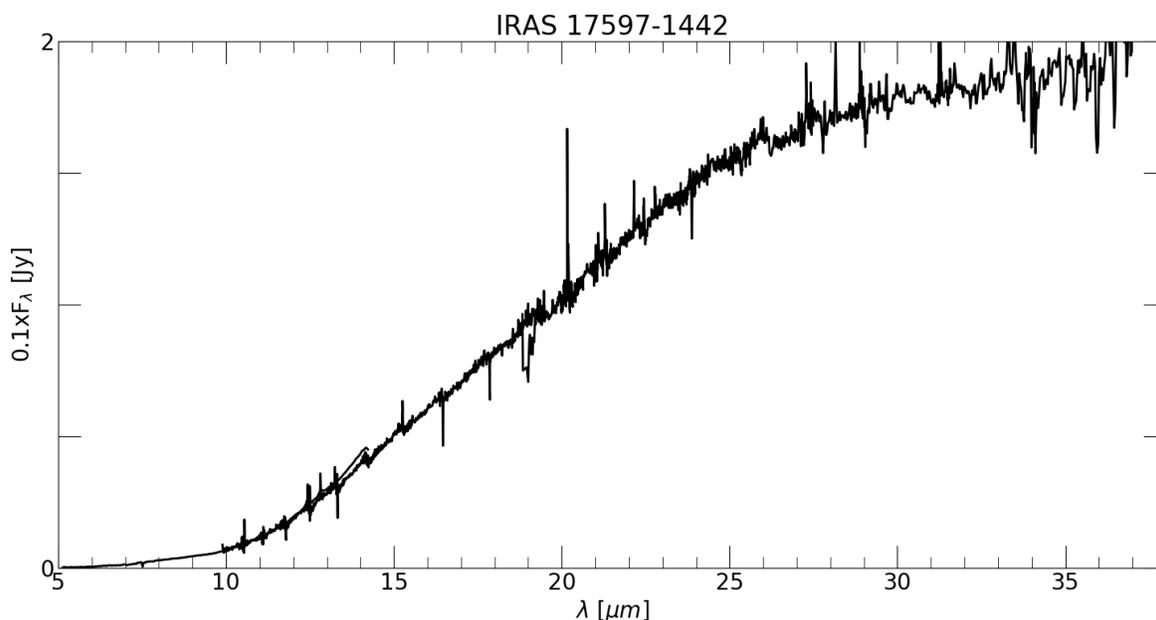


Figura 2.8. Ejemplo de un espectro entre 5 y 38 μ m sin ningún rasgo de polvo aparente.

de [García-Hernández & Górný \(2014\)](#).

Se han revisado los espectros mostrados por diferentes autores para los objetos en común, siempre que ha sido posible. Podemos decir que muchas diferencias en los rasgos identificados se deben posiblemente a los criterios de cada autor para considerar una detección o no, criterios que ellos no especifican. De cualquier forma, las diferencias entre nuestra clasificación y la de otros autores no modifican nuestras conclusiones.

El grupo de NPs clasificadas con claridad consta de 164 objetos: 54 son del tipo MD, 52 ORD, 26 PAH, 25 CRD y 7 SR. 25 NPs del grupo de las ORD tienen rasgos de silicatos amorfos (en la mayoría de los casos también cuentan con rasgos de silicatos cristalinos), mientras del grupo de MD sólo tres tienen rasgos de silicatos amorfos. Nuestro grupo de NPs clasificadas es ligeramente más grande que los de trabajos previos, en particular que el de [Stanghellini et al. \(2012\)](#) y [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) que contaban con 157 y 131 NPs respectivamente.

Tabla 2.2. Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Grupo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
1	Al 2-E	359.3 + 03.6	PAH?	$\checkmark^{?S}$	\times	\times	\times	\times
2	Al 2-F	358.5 + 02.9	PAH	\checkmark^S	\times	\times	\times	\times
3	Al 2-R	358.7 - 02.7	PAH	\checkmark^S	\times	\times	\times	\times
4	Bl 3-15	000.6 - 01.3	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
5	Bl Q	001.6 - 01.3	MD	\checkmark^G	\times	\times	\times	\checkmark
6	BoBn 1	108.4 - 76.1	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	$\times^?$
7	Cn 1-3	345.0 - 04.9	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	$\times^?$
8	Cn 1-5	002.2 - 09.4	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
9	Cn 2-1	356.2 - 04.4	ORD	\times	\times	\times	$\checkmark^?$	\checkmark
10	DdDm 1	061.9 + 41.3	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	$\checkmark^?$
11	Fg 3	352.9 - 07.5	MD?	$\checkmark^?$	\times	\times	\checkmark	$\times^?$
12	GJJC 1	009.8 - 07.5	SR	\times	\times	\times	\times	\times
13	H 1-1	343.4 + 11.9	SR	\times	\times	\times	\times	\times
14	H 1-15	001.4 + 05.3	MD	\checkmark^G	\times	\times	\times	\checkmark
15	H 1-16	000.1 + 04.3	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
16	H 1-17	358.3 + 03.0	CRD	\checkmark	\checkmark	\times	\times	\times
17	H 1-18	357.6 + 02.6	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
18	H 1-19	358.9 + 03.4	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
19	H 1-20	358.9 + 03.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
20	H 1-21	348.4 - 04.1	MD?	$\checkmark^?$	\times	\times	\times	\checkmark
21	H 1-22	350.8 - 02.4	MD?	$\checkmark^{?S}$	\times	\times	\times	\checkmark
22	H 1-23	357.6 + 01.7	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
23	H 1-29	355.2 - 02.5	MD	\checkmark	\times	\times	\times	$\checkmark^?$
24	H 1-32	355.6 - 02.7	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	$\checkmark^?$
25	H 1-33	355.7 - 03.0	ORD	\times^S	\times	\times	\times	\checkmark^S
26	H 1-34	005.5 + 02.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
27	H 1-35	355.7 - 03.5	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times
28	H 1-4	351.3 + 07.6	MD?	$\checkmark^{?S}$	\times	\times	\checkmark	\times
29	H 1-40	359.7 - 02.6	ORD	\times^P	\times	\times	\checkmark	$\checkmark^?$

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
30	H 1-43	357.1 – 04.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
31	H 1-44	358.9 – 03.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
32	H 1-46	358.5 – 04.2	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark
33	H 1-53	004.3 – 02.6	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
34	H 1-56	001.7 – 04.6	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
35	H 1-61	006.5 – 03.1	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
36	H 1-8	352.6 + 03.0	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
37	H 1-9	355.9 + 03.6	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times
38	H 2-11	000.7 + 04.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
39	H 2-13	357.2 + 02.0	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark ?
40	H 2-17	003.1 + 03.4	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
41	H 2-27	356.5 – 03.6	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark ^s
42	H 2-31	001.7 – 01.6	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
43	H 2-32	000.6 – 02.3	ORD	\times ^s	\times	\times	\checkmark ?	\checkmark ?
44	H 2-39	002.9 – 03.9	SR	\times ^s	\times	\times	\times	\times
45	H 2-46	000.8 – 07.6	SR?	\times ^{?s}	\times	\times	\times	\times
46	H 2-48	011.3 – 09.4	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark
47	Hb 4	003.1 + 02.9	ORD	\times ^p	\times	\times	\times	\checkmark
48	Hb 6	007.2 + 01.8	ORD?	\times ?	\times	\times	\times	\checkmark
49	Hb 7	003.9 – 14.9	ORD?	\times ?	\times	\times	\checkmark	\times
50	HD 151895	325.8 – 12.8	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark ?
51	He 2-115	321.3 + 02.8	CRD	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\times	\times
52	He 2-125	324.2 + 02.5	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
53	He 2-129	325.0 + 03.2	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark ?
54	He 2-133	324.8 – 01.1	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
55	He 2-140	327.1 – 01.8	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
56	He 2-149	329.4 – 02.7	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark ^{?s}
57	He 2-151	326.0 – 06.5	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark ?
58	He 2-157	331.0 – 02.7	MD	\checkmark ^s	\times	\times	\times	\checkmark
59	He 2-186	336.3 – 05.6	ORD	\times ^s	\times	\times	\times	\checkmark ^s

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
60	He 2-21	275.3 – 04.7	ORD?	\times ?	\times	\times	\times	\checkmark
61	He 2-248	341.5 – 09.1	PAH	\checkmark^s	\times	\times	\times	\times
62	He 2-26	278.6 – 06.7	CRD	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\times	\times
63	He 2-260	008.2 + 06.8	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times ?
64	He 2-306	348.8 – 09.0	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark ?
65	He 2-406	008.6 – 07.0	PAH?	\checkmark ? ^s	\times	\times	\times	\times
66	He 2-440	060.5 + 01.8	MD?	\checkmark ? ^s	\times	\times	\times	\checkmark
67	He 2-459	068.3 – 02.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
68	He 2-62	295.3 – 09.3	ORD?	\times ?	\times	\times	\checkmark	\times
69	He 2-63	289.8 + 07.7	SR?	\times ?	\times	\times	\times	\times
70	He 2-78	297.4 + 03.7	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
71	He 2-86	300.7 – 02.0	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
72	He 2-95	307.5 – 04.9	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark
73	He 2-99	309.0 – 04.2	PAH	\checkmark^s	\times	\times	\times	\times ?
74	He 3-1132	336.9 + 08.3	MD	\checkmark	\times	\times	\checkmark	\times
75	He 3-1312	334.8 – 07.4	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark
76	He 3-1716	014.0 – 05.5	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times ?
77	Hu 2-1	051.4 + 09.6	CRD	\times	\checkmark	\times	\times	\times
78	IC 2003	161.2 – 14.8	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
79	IC 351	159.0 – 15.1	SR?	\times ?	\times	\times	\times	\times
80	IC 418	215.2 – 24.2	CRD	\times	\checkmark	\times	\times	\times
81	IC 4732	010.7 – 06.4	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark ?
82	IC 4776	002.0 – 13.4	MD	\checkmark	\times	\times	\checkmark	\checkmark
83	IC 4846	027.6 – 09.6	PAH?	\checkmark ? ^s	\times	\times	\times	\times ^s
84	IRAS 17221-3038	356.1 + 02.7	MD	\checkmark	\times	\times	\checkmark ?	\checkmark
85	IRAS 17375-2759	–	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
86	IRAS 17597-1442	014.2 + 03.8	SR	\times	\times	\times	\times	\times ^p
87	IRAS 18042-0855	019.8 + 05.6	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
88	IRAS 18342-1904	014.3 – 05.5	CRD	\checkmark	\checkmark	\times	\times	\times
89	IRAS 22568+6141	110.1 + 01.9	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
90	K 3-11	023.8 – 01.7	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\checkmark ?	\times
91	K 3-13	034.0 + 02.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
92	K 3-14	042.0 + 05.4	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times
93	K 3-15	041.8 + 04.4	CRD	\checkmark	\checkmark	\times	\times	\times
94	K 3-17	039.8 + 02.1	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
95	K 3-19	032.9 – 02.8	CRD	\checkmark ?	\checkmark ?	\checkmark	\times	\times
96	K 3-20	032.5 – 03.2	ORD	\times^s	\times	\times	\times	\checkmark
97	K 3-29	048.1 + 01.1	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times ?
98	K 3-31	052.9 + 02.7	CRD	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\times	\times
99	K 3-33	045.9 – 01.9	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
100	K 3-37	059.4 + 02.3	CRD	\times ?	\times	\checkmark	\times	\times
101	K 3-39	059.9 + 02.0	CRD	\checkmark ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
102	K 3-40	058.9 + 01.3	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
103	K 3-43	055.1 – 01.8	SR?	\times ?	\times	\times	\times	\times
104	K 3-49	069.2 + 02.8	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark ?
105	K 3-52	067.9 – 00.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
106	K 3-54	063.8 – 03.3	CRD	\checkmark ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
107	K 3-56	079.9 + 06.4	SR	\times	\times	\times	\times	\times^s
108	K 3-6	031.0 + 04.1	MD?	\checkmark ? ^s	\times	\times	\checkmark	\checkmark
109	K 3-60	098.2 + 04.9	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
110	K 3-61	096.3 + 02.3	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
111	K 3-62	095.2 + 00.7	CRD	\checkmark ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
112	K 3-78	088.7 + 04.6	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark ^s
113	K 3-87	107.4 – 02.6	SR?	\times ?	\times	\times	\times	\times
114	K 4-16	048.5 + 04.2	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\checkmark ?	\times
115	K 4-19	038.4 – 03.3	PAH?	\checkmark ? ^s	\times	\times	\times	\times
116	K 4-41	068.7 + 01.9	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
117	K 4-8	025.3 – 04.6	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times^s
118	K 5-4	351.9 – 01.9	ORD	\times^s	\times	\times	\checkmark	\checkmark
119	KFL 12	003.2 – 04.4	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times^s

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
120	KFL 4	003.0 – 02.6	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
121	M 1-12	235.3 – 03.9	CRD	\checkmark ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
122	M 1-20	006.1 + 08.3	CRD	\checkmark ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
123	M 1-25	004.9 + 04.9	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
124	M 1-27	356.5 – 02.3	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
125	M 1-31	006.4 + 02.0	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
126	M 1-32	011.9 + 04.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
127	M 1-33	013.1 + 04.1	ORD	\times^P	\times	\times	\times	\checkmark
128	M 1-35	003.9 – 02.3	SR	\times	\times	\times	\times	\times
129	M 1-37	002.6 – 03.4	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
130	M 1-38	002.4 – 03.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
131	M 1-40	008.3 – 01.1	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
132	M 1-45	012.6 – 02.7	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
133	M 1-5	184.0 – 02.1	CRD	\checkmark ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
134	M 1-51	020.9 – 01.1	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark ?
135	M 1-60	019.7 – 04.5	ORD	\times^S	\times	\times	\times	\checkmark
136	M 1-61	019.4 – 05.3	MD	\checkmark	\times	\times	\checkmark	\checkmark
137	M 1-62	012.5 – 09.8	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times
138	M 1-69	038.7 – 03.3	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark^S
139	M 1-71	055.5 – 00.5	CRD	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\times	\times
140	M 2-14	003.6 + 03.1	ORD	\times^P	\times	\times	\times	\checkmark
141	M 2-20	000.4 – 01.9	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
142	M 2-23	002.2 – 02.7	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times
143	M 2-27	359.9 – 04.5	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
144	M 2-31	006.0 – 03.6	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
145	M 2-39	008.1 – 04.7	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark ?
146	M 2-42	008.2 – 04.8	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark^S
147	M 2-5	351.2 + 05.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
148	M 2-50	097.6 – 02.4	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times
149	M 3-10	358.2 + 03.6	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
150	M 3-13	005.2 + 04.2	ORD	\times	\times	\times	\times ?	\checkmark
151	M 3-15	006.8 + 04.1	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
152	M 3-23	000.9 – 04.8	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
153	M 3-25	019.7 + 03.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
154	M 3-38	356.9 + 04.4	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
155	M 3-39	358.5 + 05.4	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark
156	M 3-40	358.7 + 05.2	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
157	M 3-44	359.3 – 01.8	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
158	M 3-47	000.3 – 02.8	PAH	\checkmark ^S	\times	\times	\times	\times
159	M 3-50	357.1 – 06.1	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
160	M 3-54	018.6 – 02.2	SR	\times	\times	\times	\times	\times
161	M 3-8	358.2 + 04.2	ORD	\times ^P	\times	\times	\checkmark	\checkmark
162	M 4-10	019.2 – 02.2	MD?	\checkmark ^S ?	\times	\times	\checkmark	\times ^S
163	M 4-18	146.7 + 07.6	CRD	\checkmark	\times	\checkmark ?	\times	\times
164	M 4-5	000.7 + 03.2	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
165	M 4-6	358.6 + 01.8	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
166	MA 13	023.9 + 01.2	MD?	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark ?
167	MaC 1-10	005.9 – 02.6	ORD	\times ^P	\times	\times	\checkmark	\checkmark
168	MaC 1-11	008.6 – 02.6	PAH	\checkmark ^S	\times	\times	\times	\times
169	MaC 1-2	309.5 – 02.9	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times
170	MaC 2-1	205.8 – 26.7	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times
171	NGC 1501	144.1 + 06.1	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
172	NGC 2867	278.1 – 05.9	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
173	NGC 3132	272.1 + 12.3	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark
174	NGC 3918	294.6 + 04.7	CRD	\times	\times	\checkmark	\times	\times
175	NGC 40	120.0 + 09.8	CRD	\checkmark	\times	\times	\times	\times
176	NGC 6644	008.3 – 07.3	CRD	\checkmark	\checkmark ^P	\checkmark ^P	\times	\times
177	NGC 6807	042.9 – 06.9	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\checkmark ?
178	NGC 6826	083.5 + 12.7	CRD	\times	\checkmark	\times	\times	\times
179	NGC 6881	074.5 + 02.1	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m \checkmark MgS?	Silicatos Amorfos	Silicatos Cristalinos
180	NGC 6886	060.1 – 07.7	PAH?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\times
181	NGC 7026	089.0 + 00.3	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
182	PB 2	263.0 – 05.5	CRD	\times	\times	\checkmark	\times	\times
183	PBOZ 24	002.1 + 03.3	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
184	Pe 1-1	285.4 + 01.5	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
185	Pe 2-10	006.8 + 2.0	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
186	Pe 2-15	026.0 – 01.8	PAH	\checkmark ^s	\times	\times	\times	\times ^s
187	PMR 1	272.8 + 01.0	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
188	PMR 2	291.3 + 08.4	SR?	\times ?	\times	\times	\times	\times
189	Sa 1-5	340.9 – 04.6	SR?	\times ?	\times	\times	\times	\times
190	Sa 2-208	344.4 – 06.1	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times
191	Sa 3-134	016.9 – 02.0	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
192	Sa 3-90	000.8 – 01.5	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
193	Sp 4-1	068.7 + 14.8	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
194	Th 3-10	355.9 + 02.7	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
195	Th 3-12	356.8 + 03.3	MD	\checkmark	\times	\times	\times	\checkmark
196	Th 3-24	357.1 + 01.9	PAH?	\checkmark ? ^s	\times	\times	\times	\times
197	Th 3-55	356.5 + 01.5	ORD?	\times ? ^s	\times	\times	\times	\checkmark
198	Th 3-6	354.9 + 03.5	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
199	Th 4-1	007.5 + 04.3	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times
200	Th 4-3	006.0 + 02.8	MD	\checkmark	\times	\times	\checkmark ?	\checkmark
201	Vd 1-2	344.4 + 02.8	ORD	\times	\times	\times	\checkmark	\times ?
202	Vd 1-3	345.0 + 04.3	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
203	Vd 1-5	344.8 + 03.4	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
204	VV 3	119.6 – 06.7	PAH	\checkmark	\times	\times	\times	\times
205	WRAY 16-100	296.3 – 03.0	MD?	\checkmark ?	\times	\times	\times	\checkmark
206	WRAY 16-8	264.4 – 12.7	CRD	\times	\times	\checkmark	\times	\times
207	WRAY 16-94	294.9 – 04.3	CRD	\times ?	\checkmark	\checkmark	\times	\times
208	WRAY 17-94	001.2 + 02.1	ORD	\times	\times	\times	\times	\checkmark

Continúa en la página siguiente.

Tabla 2.2 (continuación). Rasgos encontrados y clasificación de cada NP en la muestra final. En la tabla se indica la presencia del rasgo con \checkmark y la ausencia con un \times . El símbolo ‘?’ indica que el rasgo es dudoso.

N	Objeto	PN	G	Tipo	PAHs	SiC	30 μ m	Silicatos	Silicatos
							¿MgS?	Amorfos	Cristalinos

Las letras ‘G’, ‘P’ y ‘S’ puestas como superíndices de la quinta a la última columna indican diferencias en la identificación del rasgo entre este trabajo y trabajos anteriores (ver texto para más información).

Recopilación de parámetros nebulares

Los objetivos de esta tesis son clasificar las NPs según el tipo de polvo que contienen y buscar correlaciones entre esta clasificación y algunos parámetros nebulares. Se retoman parámetros ya estudiados en otros trabajos porque, como se ha dicho antes, en este trabajo se analizan más objetos y la clasificación es distinta. Los parámetros retomados son la localización en la Galaxia (Perea-Calderón et al., 2009; García-Hernández & Górný, 2014; Stanghellini et al., 2012) y la composición química (García-Hernández & Górný, 2014; Delgado-Inglada et al., 2015). Además se exploran otros parámetros como la luminosidad en $H\beta$ y los radios nebulares.

3.1. Distribución en la Galaxia

El primer parámetro que se busca correlacionar con el tipo de polvo presente en una NP es la localización en la Galaxia. Para ello se calcularon las coordenadas X_G , Y_G , y Z_G las cuales son las coordenadas cartesianas galácticas, y pueden ser calculadas como:

$$X_G = D_\odot \cos(b) \cos(l), \quad (3.1)$$

$$Y_G = D_\odot \cos(b) \sin(l), \quad (3.2)$$

$$Z_G = D_\odot \sin(b), \quad (3.3)$$

con l y b la longitud y la latitud galácticas respectivamente, y D_\odot la distancia heliocéntrica. Las coordenadas para el Sol son $X_\odot = 0$, $Y_\odot = 0$, $Z_\odot = 0$; las coordenadas del centro galáctico son $X_{CG} = 8$ kpc, $Y_{CG} = 0$, $Z_{CG} = 0$ (Stanghellini & Haywood, 2010). Las coordenadas X_G Y_G están relacionadas con la distancia galactocéntrica R_G de la siguiente manera:

$$R_G = \sqrt{(X_G - X_{CG})^2 + (Y_G - Y_{CG})^2} = \sqrt{64 + (D_\odot \cos(b))^2 - 16D_\odot \cos(b) \cos(l)}; \quad (3.4)$$

en donde hemos sustituido los valores X_{CG} Y_{CG} mencionados arriba.

Dentro del estudio de la distribución en la Galaxia, también se ha buscado cuáles de ellas pertenecen al bulbo de la Galaxia. Los criterios que autores como [Chiappini et al. \(2009\)](#) y [Stanghellini et al. \(2012\)](#) usan para definir si un objeto pertenece al bulbo son:

- (a) $0^\circ \leq l \leq 10^\circ$ o $350^\circ \leq l \leq 360^\circ$,
- (b) $-10^\circ < b < 10^\circ$,
- (c) diámetro angular menor a $20''$,
- (d) y flujo en 5 GHz menor a 100 mJy.

En nuestra muestra 58 objetos cumplen con los criterios (a), (b) y (c), de los cuales seis no tienen información acerca del flujo en 5 GHz (sobre los otros 52 se hablará más adelante). Como se explica en [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) el criterio (d) puede volverse problemático si no hay datos del flujo para alguna NP. Este criterio se basa en que 100 mJy es el flujo promedio que se ha observado en NPs a 8 kpc ([Acker et al., 1991a](#)). Basado en esto y en (a) y (b), el criterio que se ha usado para determinar a los objetos del bulbo es definir una distancia galactocéntrica máxima R_{bul} tal que los objetos del bulbo cumplen que $R_G < R_{bul}$. Más adelante se comparan los dos enfoques para definir los objetos que pertenecen al bulbo (usando los criterios habituales y el criterio explicado aquí).

R_{bul} fue calculado suponiendo que el radio angular del bulbo es de 10° , esto basado en los criterios (a) y (b), y que está a una distancia de 8 kpc, como se muestra en la figura 3.1. Con estos datos, y usando la ecuación 3.4, se obtuvo que $R_{bul} = 1.41$ kpc, lo cual está dentro del rango de valores que se dan para el diámetro del bulbo en la literatura, que van de 1.9 a 3.0 kpc¹ ([Binney & Tremaine, 2008](#)).

Con el criterio antes explicado se ha encontrado que 12 NPs de la muestra pertenecen al bulbo, las cuales cumplen todas el criterio (c) y están indicadas en la primera columna de la tabla 3.1 con el superíndice ‘*bulbo*’. Al comparar con los trabajos donde se usan los criterios habituales y varios de los mismos objetos que en este trabajo ([Stanghellini et al., 2012](#); [García-Hernández & Górný, 2014](#)), no todos los objetos que ellos consideran del bulbo son considerados en este trabajo como

¹En esta aproximación suponemos que el bulbo es esférico, sin embargo, recordemos que el bulbo cuenta con una barra (con sus semiejes cumpliendo la relación 1:0.3:0.3) la cual está inclinada a $\sim 20^\circ$ de la línea que une al centro galáctico con el Sol.

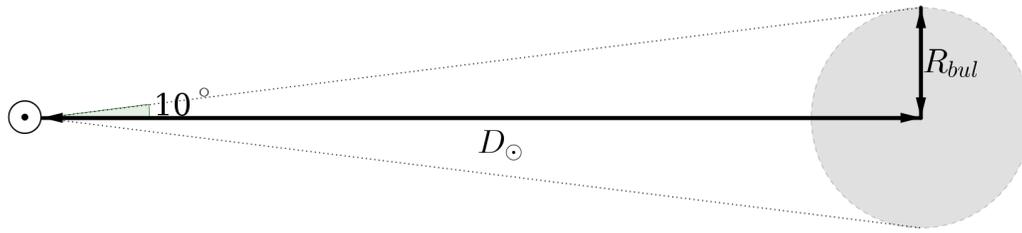


Figura 3.1. Esquema usado para calcular R_{bul} . Nuestra posición en la galaxia está indicada con el símbolo solar y la región sombreada corresponde al bulbo.

parte de él. Por otro lado, todos los objetos que se consideran del bulbo en este trabajo también lo son en los otros trabajos.

Se han comparado los resultados obtenidos con los criterios habituales con los que se obtienen al usar nuestro criterio. Para nuestra muestra, en el primer caso (usando los criterios usuales como [Stanghellini et al., 2012](#), al que llamaremos caso A) se obtienen 43 objetos y en el segundo (usando el procedimiento explicado anteriormente, que en adelante se llamará caso B) 12 objetos. Ambos grupos (caso A y B) sólo incluyen aquellas NPs de las que conocemos D_{\odot} y el flujo en 5 GHz, y que tienen bien definido su tipo de polvo. Vimos que muchos de los objetos que se encuentran en el bulbo según el caso A tienen distancias Galactocéntricas mucho más grandes de lo que se esperaría. Por ejemplo, H 1-17 y Th 3-12 cumplen con el caso A, pero tienen unas R_G de 18 y 8 kpc respectivamente (aunque esto podría deberse a la incertidumbre en sus distancias). Para el caso A, como medida indirecta de la distancia se usa el flujo en 5 GHz, pero este criterio no toma en cuenta que pueden existir objetos alejados del bulbo que tengan flujos menores a 100 mJy. La NP H 1-17 cuenta con flujo en 5 GHz de 6 mJy y Th 3-12 de 4.5 mJy ([Stanghellini & Haywood, 2010](#)), lo que sirve de ejemplo de lo que se ha dicho. Es por esto que, a pesar de contar con menos objetos, se ha preferido usar el caso B sobre el caso A.

En la tabla 3.1 están indicados los valores para l y b (tercera y cuarta columna) y D_{\odot} (quinta columna) usados para calcular X_G (sexta columna), Y_G (séptima columna), y R_G (octava columna), con las ecuaciones 3.1, 3.2 y 3.4 respectivamente. En la tabla 3.1 se han omitido los objetos sin información de D_{\odot} o aquellos en los que hay duda sobre su tipo de polvo, con lo que presentamos datos para 106 objetos.

Se ha tenido especial cuidado a la hora de escoger la fuente de las distancias heliocéntricas. La base de datos de GAIA² ofrece una enorme fuente de información, sin embargo, obtener una dis-

²<https://gea.esac.esa.int/archive/>

tancia heliocéntrica a partir de un paralaje es en muchos casos inviable (Bailer-Jones et al., 2018). Algunos paralajes de GAIA son negativos y/o tienen errores asociados enormes, para una gran cantidad de objetos de nuestra muestra se dió. Luri et al. (2018) explican que la determinación de la distancia no es inmediata, sino que hay que usar análisis bayesiano para encontrar la distancia más probable a partir de las medidas (lo cual llevaría más tiempo del disponible). Así que, por cuestiones de practicidad, por el momento decidimos usar otros catálogos de distancias, dejando para el futuro un análisis más cuidadoso de las distancias de GAIA. En Frew et al. (2016) se compila la mayor cantidad de distancias para NPs obtenidas de manera homogénea en la literatura. La forma en que Frew et al. (2016) obtiene las D_{\odot} es usando una técnica basada en calcular el radio intrínseco de la nebulosa (en pársec) mediante la relación de éste con el brillo superficial en $H\alpha$. Con el radio intrínseco y el diámetro angular obtienen la distancia.

Otro trabajo con una gran compilación de distancias heliocéntricas es el de Stanghellini & Haywood (2010), quienes utilizan un calibrador basado en la técnica Shklovsky/Daub. Esta técnica se basa en calcular el radio de la NP suponiendo que toda su masa está ionizada y que todas tienen la misma masa. Con el radio y con el diámetro angular se puede obtener la distancia heliocéntrica (Osterbrock & Ferland, 2006). En Smith Jr (2015) se menciona que los errores en las medidas de las D_{\odot} en Stanghellini & Haywood (2010) incrementan con el radio nebuloso.

Por otra parte, distintos estudios han mostrado que la relación entre el brillo superficial en $H\alpha$ y el radio es el método de determinación de distancias estadísticas más confiable del que disponemos (Jacob et al., 2013; Ali et al., 2015; Smith Jr, 2015). Por lo tanto hemos decidido usar los valores de D_{\odot} reportados por Frew para todos los objetos donde están disponibles. Usamos las D_{\odot} de Stanghellini & Haywood (2010) en 22 objetos, y en tres casos, en los que no había otra estimación de distancia se usó la de GAIA, previa revisión de que fuera posible obtener las distancias a partir de paralajes sin problemas, es decir que tuvieran paralajes positivos con errores no mayores a cinco por ciento.

En general las distancias reportadas en Stanghellini & Haywood (2010) son mayores que las de Frew et al. (2016) y pueden llevar a R_G muy distintos. Veamos, por ejemplo, el objeto He 2-260. Stanghellini & Haywood (2010) reportan una distancia heliocéntrica de 17.03 kpc, mientras que Frew et al. (2016) reporta un valor de 8.30 kpc. Con su valor Stanghellini & Haywood (2010) asignan unas coordenadas $X_G = 16.73$ kpc, $Y_G = 1.99$ kpc al objeto, mientras que en este trabajo tiene coordenadas $X_G = 8.16$ kpc, $Y_G = 0.97$ kpc. Según el criterio para decidir si un objeto es del bulbo, o no, para Stanghellini el objeto no pertenece al bulbo (pues $R_G^{Stanghellini} = 8.95$ kpc) mientras que con los valores de Frew sí (pues $R_G^{Frew} = 0.98$ kpc). Hemos revisado cómo la información de las

D_{\odot} de las 22 NPs usadas en este trabajo que vienen del trabajo de [Stanghellini & Haywood \(2010\)](#) afectan nuestros resultados. Si excluimos esas NPs obtenemos resultados muy parecidos a los obtenidos al usar la muestra completa.

Para las coordenadas X_G , Y_G y R_G las incertidumbres se calculan usando propagación de errores:

$$\delta X_G = \delta D_{\odot} \cos(b) \cos(l), \quad (3.5)$$

$$\delta Y_G = \delta D_{\odot} \cos(b) \sin(l), \quad (3.6)$$

$$\delta Z_G = \delta D_{\odot} \sin(b), \quad (3.7)$$

$$\delta R_G = \frac{\delta D_{\odot}}{R_G} [D_{\odot} \cos(b) - 8 \cos(b) \cos(l)]. \quad (3.8)$$

Los valores de δD_{\odot} que se están usando se presentan en la quinta columna de la tabla 3.1.

Tabla 3.1. Coordenadas galácticas (l , b), distancias heliocéntricas (D_{\odot}), coordenadas galácticas (X_G , Y_G) y distancias galactocéntricas (R_G). Los objetos del bulbo están indicados con la leyenda ‘*bulbo*’ como superíndice en la primera columna.

Nombre	Tipo	l [°]	b [°]	D_{\odot} [kpc]	X_G [kpc]	Y_G [kpc]	Z_G [kpc]	R_G [kpc]	Ref.
A1 2-F	PAH	358.5	2.9	12.9 ± 4.2	12.9 ± 4.2	-0.3 ± 0.1	0.7 ± 0.2	4.9 ± 4.2	2
A1 2-R	PAH	358.7	-2.7	13.0 ± 4.2	13.0 ± 4.2	-0.3 ± 0.1	-0.6 ± 0.2	5.0 ± 4.2	2
B1 3-15	PAH	0.6	-1.3	1.8 ± 3.6	1.8 ± 3.6	0.0 ± 0.0	-0.0 ± 0.1	6.2 ± 3.6	2
BoBn 1	PAH	108.4	-76.1	22.7 ± 6.5	-1.7 ± 0.5	5.2 ± 1.5	-22.1 ± 6.3	11.0 ± 3.6	2
Cn 1-5	MD	2.2	-9.4	5.0 ± 1.4	4.9 ± 1.4	0.2 ± 0.1	-0.8 ± 0.2	3.1 ± 1.4	2
Cn 2-1 ^{bulbo}	ORD	356.2	-4.4	7.5 ± 2.2	7.4 ± 2.1	-0.5 ± 0.1	-0.6 ± 0.2	0.8 ± 1.5	2
H 1-1	SR	343.4	11.9	14.1 ± 4.0	13.2 ± 3.7	-3.9 ± 1.1	2.9 ± 0.8	6.5 ± 3.8	2
H 1-15	MD	1.4	5.3	9.6 ± 3.3	9.6 ± 3.3	0.2 ± 0.1	0.9 ± 0.3	1.6 ± 3.4	1
H 1-16	MD	0.1	4.3	6.3 ± 1.3	6.3 ± 1.3	0.0 ± 0.0	0.5 ± 0.1	1.7 ± 1.2	1
H 1-17	CRD	358.3	3.0	26.0 ± 5.2	26.0 ± 5.2	-0.8 ± 0.2	1.4 ± 0.3	18.0 ± 5.2	1
H 1-18	MD	357.6	2.6	2.6 ± 0.5	2.6 ± 0.5	-0.1 ± 0.0	0.1 ± 0.0	5.4 ± 0.5	1
H 1-19 ^{bulbo}	MD	358.9	3.4	9.4 ± 2.8	9.4 ± 2.8	-0.2 ± 0.1	0.6 ± 0.2	1.4 ± 2.8	1
H 1-20	MD	358.9	3.2	6.2 ± 1.8	6.2 ± 1.8	-0.1 ± 0.0	0.3 ± 0.1	1.8 ± 1.8	2
H 1-23	ORD	357.6	1.7	6.2 ± 1.9	6.2 ± 1.9	-0.3 ± 0.1	0.2 ± 0.1	1.8 ± 1.9	2
H 1-29	MD	355.2	-2.5	10.2 ± 3.1	10.1 ± 3.1	-0.9 ± 0.3	-0.4 ± 0.1	2.3 ± 3.0	2
H 1-32 ^{bulbo}	ORD	355.6	-2.7	7.8 ± 2.4	7.7 ± 2.3	-0.6 ± 0.2	-0.4 ± 0.1	0.6 ± 0.7	2
H 1-35	ORD	355.7	-3.5	5.4 ± 1.7	5.4 ± 1.7	-0.4 ± 0.1	-0.3 ± 0.1	2.7 ± 1.6	2
H 1-40 ^{bulbo}	ORD	359.7	-2.6	8.0 ± 3.4	7.9 ± 3.4	-0.0 ± 0.0	-0.4 ± 0.2	0.1 ± 2.3	2
H 1-43	MD	357.1	-4.7	12.5 ± 4.1	12.4 ± 4.1	-0.6 ± 0.2	-1.0 ± 0.3	4.5 ± 4.1	2
H 1-46 ^{bulbo}	ORD	358.5	-4.2	7.1 ± 2.1	7.1 ± 2.1	-0.2 ± 0.1	-0.5 ± 0.2	0.9 ± 2.0	2
H 1-53	MD	4.3	-2.6	10.2 ± 3.5	10.2 ± 3.5	0.8 ± 0.3	-0.5 ± 0.2	2.3 ± 3.4	2

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.1 (continuación). Coordenadas galácticas (l , b), distancias heliocéntricas (D_{\odot}), coordenadas galácticas (X_G , Y_G) y distancias galactocéntricas (R_G). Los objetos del bulbo están indicados con la leyenda ‘*bulbo*’ como superíndice en la primera columna.

Nombre	Tipo	l [°]	b [°]	D_{\odot} [kpc]	X_G [kpc]	Y_G [kpc]	Z_G [kpc]	R_G [kpc]	Ref.
H 1-56 ^{bulbo}	ORD	1.7	-4.6	8.9 ± 2.6	8.9 ± 2.6	0.3 ± 0.1	-0.7 ± 0.2	0.9 ± 2.6	2
H 1-8	MD	352.6	3.0	9.0 ± 1.8	8.9 ± 1.8	-1.2 ± 0.2	0.5 ± 0.1	1.5 ± 1.3	1
H 1-9	ORD	355.9	3.6	5.7 ± 1.9	5.7 ± 1.9	-0.4 ± 0.1	0.4 ± 0.1	2.3 ± 1.8	2
H 2-11 ^{bulbo}	MD	0.7	4.7	8.2 ± 3.1	8.2 ± 3.1	0.1 ± 0.0	0.7 ± 0.3	0.2 ± 3.1	2
H 2-13 ^{bulbo}	MD	357.2	2.0	6.8 ± 2.1	6.8 ± 2.1	-0.3 ± 0.1	0.2 ± 0.1	1.3 ± 2.0	2
H 2-39 ^{bulbo}	SR	2.9	-3.9	9.2 ± 2.7	9.2 ± 2.7	0.5 ± 0.1	-0.6 ± 0.2	1.2 ± 2.6	2
H 2-48	ORD	11.3	-9.4	6.0 ± 1.7	5.8 ± 1.7	1.2 ± 0.3	-1.0 ± 0.3	2.5 ± 1.3	2
Hb 4	ORD	3.1	2.9	2.9 ± 0.9	2.9 ± 0.9	0.2 ± 0.0	0.1 ± 0.0	5.1 ± 0.9	2
HD 151895	ORD	325.8	-12.8	6.5 ± 1.8	5.2 ± 1.5	-3.6 ± 1.0	-1.4 ± 0.4	4.5 ± 0.1	2
He 2-115	CRD	321.3	2.8	5.0 ± 1.5	3.9 ± 1.1	-3.1 ± 0.9	0.2 ± 0.1	5.2 ± 0.3	2
He 2-129	ORD	325.0	3.2	7.0 ± 2.2	5.8 ± 1.8	-4.0 ± 1.3	0.4 ± 0.1	4.6 ± 0.2	2
He 2-149	ORD	329.4	-2.7	13.1 ± 2.6	11.3 ± 2.3	-6.7 ± 1.3	-0.6 ± 0.1	7.4 ± 2.2	1
He 2-151	ORD	326.0	-6.5	12.7 ± 3.7	10.5 ± 3.0	-7.1 ± 2.1	-1.4 ± 0.4	7.5 ± 3.0	1
He 2-157	MD	331.0	-2.7	8.3 ± 3.0	7.3 ± 2.7	-4.0 ± 1.5	-0.4 ± 0.1	4.1 ± 1.0	2
He 2-186	ORD	336.3	-5.6	6.9 ± 2.0	6.3 ± 1.8	-2.8 ± 0.8	-0.7 ± 0.2	3.2 ± 0.2	2
He 2-248	PAH	341.5	-9.1	12.1 ± 4.5	11.4 ± 4.2	-3.8 ± 1.4	-1.9 ± 0.7	5.1 ± 3.9	2
He 2-260 ^{bulbo}	ORD	8.2	6.8	8.3 ± 2.5	8.2 ± 2.5	1.2 ± 0.4	1.0 ± 0.3	1.2 ± 0.8	2
He 2-459	MD	68.3	-2.7	7.2 ± 3.3	2.6 ± 1.2	6.6 ± 3.1	-0.3 ± 0.2	8.5 ± 1.6	2
He 2-86	MD	300.7	-2.0	4.6 ± 1.5	2.4 ± 0.8	-4.0 ± 1.3	-0.2 ± 0.1	6.9 ± 0.1	2
He 2-99	PAH	309.0	-4.2	3.1 ± 0.9	2.0 ± 0.6	-2.4 ± 0.7	-0.2 ± 0.1	6.5 ± 0.3	1
IC 2003	PAH	161.2	-14.8	4.3 ± 1.2	-4.0 ± 1.1	1.3 ± 0.4	-1.1 ± 0.3	12.0 ± 1.2	2
IC 4732	ORD	10.7	-6.4	11.1 ± 3.2	10.8 ± 3.1	2.0 ± 0.6	-1.2 ± 0.4	3.5 ± 3.0	2
IC 4776	MD	2.0	-13.4	4.4 ± 1.3	4.3 ± 1.2	0.2 ± 0.0	-1.0 ± 0.3	3.7 ± 1.2	2
K 3-13	MD	34.0	2.2	8.2 ± 1.6	6.8 ± 1.4	4.6 ± 0.9	0.3 ± 0.1	4.8 ± 0.6	1
K 3-17	PAH	39.8	2.1	1.8 ± 0.6	1.4 ± 0.5	1.2 ± 0.4	0.1 ± 0.0	6.7 ± 0.4	2
K 3-19	CRD	32.9	-2.8	12.4 ± 2.5	10.4 ± 2.1	6.7 ± 1.3	-0.6 ± 0.1	7.1 ± 2.0	1
K 3-29	PAH	48.1	1.1	6.2 ± 1.2	4.1 ± 0.8	4.6 ± 0.9	0.1 ± 0.0	6.0 ± 0.2	1
K 3-31	CRD	52.9	2.7	10.8 ± 3.4	6.5 ± 2.0	8.6 ± 2.7	0.5 ± 0.2	8.7 ± 2.3	2
K 3-33	MD	45.9	-1.9	15.2 ± 3.0	10.6 ± 2.1	10.9 ± 2.2	-0.5 ± 0.1	11.2 ± 2.6	1
K 3-37	CRD	59.4	2.3	9.1 ± 2.9	4.6 ± 1.5	7.8 ± 2.5	0.4 ± 0.1	8.5 ± 1.7	2
K 3-39	CRD	59.9	2.0	19.1 ± 3.8	9.6 ± 1.9	16.5 ± 3.3	0.7 ± 0.1	16.6 ± 3.5	1
K 3-40	ORD	58.9	1.3	6.7 ± 2.0	3.5 ± 1.0	5.8 ± 1.7	0.2 ± 0.0	7.3 ± 0.7	2
K 3-49	ORD	69.2	2.8	14.3 ± 2.9	5.1 ± 1.0	13.4 ± 2.7	0.7 ± 0.1	13.7 ± 2.4	1
K 3-52	MD	67.9	-0.2	15.7 ± 4.9	5.9 ± 1.9	14.5 ± 4.6	-0.1 ± 0.0	14.7 ± 4.3	2
K 3-54	CRD	63.8	-3.3	23.4 ± 4.7	10.3 ± 2.1	21.0 ± 4.2	-1.3 ± 0.3	21.1 ± 4.4	1
K 3-60	PAH	98.2	4.9	7.4 ± 2.4	-1.1 ± 0.3	7.3 ± 2.4	0.6 ± 0.2	11.6 ± 1.8	2

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.1 (continuación). Coordenadas galácticas (l , b), distancias heliocéntricas (D_{\odot}), coordenadas galácticas (X_G , Y_G) y distancias galactocéntricas (R_G). Los objetos del bulbo están indicados con la leyenda ‘*bulbo*’ como superíndice en la primera columna.

Nombre	Tipo	l [°]	b [°]	D_{\odot} [kpc]	X_G [kpc]	Y_G [kpc]	Z_G [kpc]	R_G [kpc]	Ref.
K 3-62	CRD	95.2	0.7	7.1 ± 2.4	-0.6 ± 0.2	7.1 ± 2.4	0.1 ± 0.0	11.2 ± 1.7	2
K 3-78	ORD	88.7	4.6	14.5 ± 4.1	0.3 ± 0.1	14.5 ± 4.1	1.2 ± 0.3	16.4 ± 3.6	2
K 4-41	ORD	68.7	1.9	9.4 ± 3.5	3.4 ± 1.3	8.7 ± 3.2	0.3 ± 0.1	9.9 ± 2.3	2
KFL 4	PAH	3.0	-2.6	13.5 ± 2.7	13.5 ± 2.7	0.7 ± 0.1	-0.6 ± 0.1	5.5 ± 2.7	3
M 1-12	CRD	235.3	-3.9	8.4 ± 2.7	-4.8 ± 1.5	-6.9 ± 2.2	-0.6 ± 0.2	14.5 ± 2.4	2
M 1-20 ^{bulbo}	CRD	6.1	8.3	7.9 ± 2.3	7.8 ± 2.3	0.8 ± 0.2	1.1 ± 0.3	0.9 ± 0.2	2
M 1-25	MD	4.9	4.9	5.6 ± 1.9	5.6 ± 1.9	0.5 ± 0.2	0.5 ± 0.2	2.5 ± 1.8	2
M 1-27	MD	356.5	-2.3	3.4 ± 1.3	3.4 ± 1.3	-0.2 ± 0.1	-0.1 ± 0.1	4.6 ± 1.3	2
M 1-31	MD	6.4	2.0	6.0 ± 1.7	5.9 ± 1.7	0.7 ± 0.2	0.2 ± 0.1	2.2 ± 1.6	2
M 1-32	MD	11.9	4.2	3.6 ± 1.1	3.5 ± 1.1	0.7 ± 0.2	0.3 ± 0.1	4.6 ± 1.0	2
M 1-33	ORD	13.1	4.1	7.4 ± 1.5	7.2 ± 1.4	1.7 ± 0.3	0.5 ± 0.1	1.9 ± 0.3	1
M 1-35	SR	3.9	-2.3	3.3 ± 1.0	3.2 ± 1.0	0.2 ± 0.1	-0.1 ± 0.0	4.8 ± 1.0	2
M 1-38 ^{bulbo}	MD	2.4	-3.7	7.1 ± 2.2	7.1 ± 2.2	0.3 ± 0.1	-0.5 ± 0.1	1.0 ± 2.0	2
M 1-40	MD	8.3	-1.1	2.4 ± 0.8	2.4 ± 0.8	0.4 ± 0.1	-0.0 ± 0.0	5.6 ± 0.8	2
M 1-5	CRD	184.0	-2.1	6.6 ± 1.9	-6.6 ± 1.9	-0.5 ± 0.1	-0.2 ± 0.1	14.6 ± 1.9	2
M 1-51	MD	20.9	-1.1	2.3 ± 0.8	2.2 ± 0.7	0.8 ± 0.3	-0.0 ± 0.0	5.9 ± 0.7	2
M 1-60	ORD	19.7	-4.5	6.8 ± 2.3	6.4 ± 2.1	2.3 ± 0.8	-0.5 ± 0.2	2.8 ± 0.6	2
M 1-61	MD	19.4	-5.3	6.6 ± 2.0	6.2 ± 1.9	2.2 ± 0.7	-0.6 ± 0.2	2.8 ± 0.7	2
M 2-20	PAH	0.4	-1.9	5.1 ± 1.7	5.1 ± 1.7	0.0 ± 0.0	-0.2 ± 0.1	2.9 ± 1.7	2
M 2-23	ORD	2.2	-2.7	5.9 ± 1.9	5.9 ± 1.9	0.2 ± 0.1	-0.3 ± 0.1	2.1 ± 1.9	2
M 2-27	MD	359.9	-4.5	6.3 ± 1.8	6.2 ± 1.8	-0.0 ± 0.0	-0.5 ± 0.1	1.8 ± 1.8	2
M 2-42	ORD	8.2	-4.8	9.6 ± 1.9	9.4 ± 1.9	1.4 ± 0.3	-0.8 ± 0.2	2.0 ± 1.6	1
M 2-5	MD	351.2	5.2	5.6 ± 1.9	5.5 ± 1.9	-0.8 ± 0.3	0.5 ± 0.2	2.7 ± 1.7	2
M 3-10	ORD	358.2	3.6	5.5 ± 1.6	5.4 ± 1.6	-0.2 ± 0.1	0.3 ± 0.1	2.6 ± 1.6	2
M 3-23	ORD	0.9	-4.8	4.3 ± 1.3	4.3 ± 1.3	0.1 ± 0.0	-0.4 ± 0.1	3.7 ± 1.3	2
M 3-25	MD	19.7	3.2	5.8 ± 1.2	5.5 ± 1.1	2.0 ± 0.4	0.3 ± 0.1	3.2 ± 0.6	1
M 3-38	MD	356.9	4.4	11.7 ± 3.6	11.7 ± 3.6	-0.6 ± 0.2	0.9 ± 0.3	3.7 ± 3.6	2
M 3-40	MD	358.7	5.2	11.8 ± 2.4	11.7 ± 2.3	-0.3 ± 0.1	1.1 ± 0.2	3.7 ± 2.4	1
M 3-44	MD	359.3	-1.8	5.2 ± 2.0	5.2 ± 2.0	-0.1 ± 0.0	-0.2 ± 0.1	2.8 ± 2.0	2
M 3-54	SR	18.6	-2.2	8.1 ± 2.8	7.7 ± 2.6	2.6 ± 0.9	-0.3 ± 0.1	2.6 ± 0.6	2
M 3-8	ORD	358.2	4.2	6.6 ± 2.0	6.6 ± 2.0	-0.2 ± 0.1	0.5 ± 0.1	1.4 ± 1.9	2
M 4-5	ORD	0.7	3.2	5.8 ± 2.1	5.8 ± 2.1	0.1 ± 0.0	0.3 ± 0.1	2.2 ± 2.1	2
MaC 1-11	PAH	8.6	-2.6	1.8 ± 0.3	1.8 ± 0.3	0.3 ± 0.0	-0.1 ± 0.0	6.2 ± 0.3	3
NGC 2867	MD	278.1	-5.9	2.2 ± 0.6	0.3 ± 0.1	-2.2 ± 0.6	-0.2 ± 0.1	8.0 ± 0.1	2
NGC 3132	ORD	272.1	12.3	1.1 ± 0.3	0.0 ± 0.0	-1.1 ± 0.3	0.2 ± 0.1	8.0 ± 0.0	2
NGC 40	CRD	120.0	9.8	1.3 ± 0.4	-0.7 ± 0.2	1.1 ± 0.3	0.2 ± 0.1	8.7 ± 0.2	2

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.1 (continuación). Coordenadas galácticas (l , b), distancias heliocéntricas (D_{\odot}), coordenadas galácticas (X_G , Y_G) y distancias galactocéntricas (R_G). Los objetos del bulbo están indicados con la leyenda ‘*bulbo*’ como superíndice en la primera columna.

Nombre	Tipo	l [°]	b [°]	D_{\odot} [kpc]	X_G [kpc]	Y_G [kpc]	Z_G [kpc]	R_G [kpc]	Ref.
NGC 6644	CRD	8.3	-7.3	5.0 ± 1.4	4.9 ± 1.4	0.7 ± 0.2	-0.6 ± 0.2	3.2 ± 1.3	2
NGC 6807	ORD	42.9	-6.9	9.5 ± 2.7	6.9 ± 2.0	6.4 ± 1.8	-1.1 ± 0.3	6.5 ± 1.5	2
NGC 7026	MD	89.0	0.3	1.7 ± 0.5	0.0 ± 0.0	1.7 ± 0.5	0.0 ± 0.0	8.1 ± 0.1	2
PB 2	CRD	263.0	-5.5	9.8 ± 2.9	-1.2 ± 0.4	-9.7 ± 2.9	-0.9 ± 0.3	13.4 ± 2.3	2
Pe 1-1	PAH	285.4	1.5	5.4 ± 1.8	1.4 ± 0.5	-5.2 ± 1.8	0.1 ± 0.0	8.4 ± 0.7	2
Pe 2-15	PAH	26.0	-1.8	4.5 ± 0.7	4.0 ± 0.6	2.0 ± 0.3	-0.1 ± 0.0	4.4 ± 0.4	1
Sp 4-1	PAH	68.7	14.8	3.6 ± 0.5	1.3 ± 0.2	3.3 ± 0.5	0.9 ± 0.1	7.5 ± 0.1	2
Th 3-12	MD	356.8	3.3	16.3 ± 4.9	16.3 ± 4.9	-0.9 ± 0.3	0.9 ± 0.3	8.3 ± 4.9	2
Vd 1-5	PAH	344.8	3.4	2.7 ± 0.4	2.6 ± 0.4	-0.7 ± 0.1	0.2 ± 0.0	5.5 ± 0.4	3
VV 3	PAH	119.6	-6.7	20.4 ± 4.1	-10.0 ± 2.0	17.6 ± 3.5	-2.4 ± 0.5	25.1 ± 3.9	1
WRAY 16-8	CRD	264.4	-12.7	6.8 ± 2.0	-0.6 ± 0.2	-6.6 ± 1.9	-1.5 ± 0.4	10.9 ± 1.3	2
WRAY 16-94	CRD	294.9	-4.3	8.1 ± 2.3	3.4 ± 1.0	-7.3 ± 2.1	-0.6 ± 0.2	8.6 ± 1.3	2
WRAY 17-94	ORD	1.2	2.1	5.7 ± 1.9	5.7 ± 1.9	0.1 ± 0.0	0.2 ± 0.1	2.3 ± 1.9	2

Referencias de D_{\odot} : 1 [Stanghellini & Haywood \(2010\)](#), 2 [Frew et al. \(2016\)](#), 3 GAIA.

3.2. Diámetro Nebular

Podemos obtener el diámetro intrínseco (d) de una NP conociendo su diámetro angular (θ) y la distancia a la que está de nosotros, es decir D_{\odot} :

$$d = D_{\odot} \tan(\theta). \quad (3.9)$$

Cuando el diámetro angular es suficientemente pequeño, como es el caso de estos objetos, podemos hacer la aproximación siguiente:

$$\tan(\theta_{rad}) \simeq \theta_{rad}, \quad (3.10)$$

donde el subíndice indica que el diámetro angular está en radianes. En nuestro caso tenemos el diámetro angular en segundos de arco. Para pasar de segundos de arco a radianes usamos la siguiente fórmula:

$$\theta_{rad} = \frac{\theta}{3600} \times \frac{\pi}{180} = 4.85 \times 10^{-6} \theta. \quad (3.11)$$

Usando las ecuaciones 3.9, 3.10 y 3.11 obtenemos que:

$$d = 4.85 \times 10^{-6} D_{\odot} \theta. \quad (3.12)$$

y las incertidumbres se calculan usando:

$$\delta d = 4.85 \times 10^{-6} \delta D_{\odot} \theta. \quad (3.13)$$

Utilizando las distancias D_{\odot} presentadas en la Tabla 3.1 y los diámetros angulares que se muestran en la Tabla 3.2 (tomados de [Parker et al., 2016](#)) se obtienen los diámetros nebulares para 102 NPs de la muestra, que se listan en la Tabla 3.2, las cuales tienen información tanto de D_{\odot} como de θ y para las cuales podemos definir con certeza el grupo al que pertenecen según su tipo de polvo. Hemos revisado otras fuentes para encontrar información sobre θ , pero no encontramos más que las aquí mostradas. Los diámetros angulares de [Parker et al. \(2016\)](#) se obtuvieron usando un procedimiento similar en todos los objetos y se basan en imágenes en $H\alpha$ en la mayoría de los casos y en imágenes en $[O III] \lambda 5007$ en los otros. En algunos casos, donde proporcionan un valor para el eje mayor distinto al del eje menor, tomamos los valores del eje mayor. Para la mayoría de los objetos la diferencia entre un eje y el otro es menor al 30 %, aunque para tres objetos (IC 4776, NGC 7026, He 2-260) la diferencia es un poco mayor al 50 %.

Tabla 3.2. Diámetros angulares (θ) y diámetros (d). Los diámetros angulares se obtuvieron de [Parker et al. \(2016\)](#), en donde no se presentan incertidumbres.

Nombre	Tipo	θ [']	d [pc]
Al 2-F	PAH	4.2	0.26 ± 0.09
Al 2-R	PAH	6.4	0.40 ± 0.13
Bl 3-15	PAH	6.0	0.05 ± 0.01
BoBn 1	PAH	2.2	0.24 ± 0.07
Cn 1-5	MD	7.2	0.17 ± 0.05
Cn 2-1	ORD	2.6	0.09 ± 0.03
H 1-1	SR	3.1	0.21 ± 0.06
H 1-15	MD	1.8	0.08 ± 0.03
H 1-16	MD	5.0	0.15 ± 0.03
H 1-17	CRD	2.3	0.29 ± 0.06
H 1-18	MD	9.0	0.11 ± 0.02
H 1-19	MD	2.6	0.12 ± 0.04

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.2 (continuación). Diámetros angulares (θ) y diámetros (d).

Nombre	Tipo	θ ["]	d [pc]
H 1-20	MD	4.4	0.13 ± 0.04
H 1-23	ORD	3.5	0.11 ± 0.03
H 1-29	MD	3.0	0.15 ± 0.05
H 1-32	ORD	2.3	0.09 ± 0.03
H 1-35	ORD	3.0	0.08 ± 0.02
H 1-40	ORD	1.4	0.05 ± 0.02
H 1-43	MD	2.0	0.12 ± 0.04
H 1-46	ORD	3.0	0.10 ± 0.03
H 1-53	MD	2.3	0.11 ± 0.04
H 1-56	ORD	4.2	0.18 ± 0.05
H 1-8	MD	3.4	0.15 ± 0.03
H 1-9	ORD	5.0	0.14 ± 0.05
H 2-11	MD	2.0	0.08 ± 0.03
H 2-13	MD	4.8	0.16 ± 0.05
H 2-39	SR	6.9	0.31 ± 0.09
H 2-48	ORD	3.0	0.09 ± 0.03
Hb 4	ORD	11.1	0.15 ± 0.05
HD 151895	ORD	3.1	0.10 ± 0.03
He 2-115	CRD	3.4	0.08 ± 0.02
He 2-129	ORD	2.9	0.10 ± 0.03
He 2-149	ORD	0.7	0.04 ± 0.01
He 2-151	ORD	1.8	0.11 ± 0.03
He 2-157	MD	3.0	0.12 ± 0.04
He 2-186	ORD	9.0	0.30 ± 0.09
He 2-248	PAH	1.8	0.11 ± 0.04
He 2-260	ORD	8.0	0.32 ± 0.10
He 2-459	MD	3.0	0.10 ± 0.05
He 2-86	MD	3.2	0.07 ± 0.02
He 2-99	PAH	27.9	0.42 ± 0.12
IC 2003	PAH	10.0	0.21 ± 0.06

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.2 (continuación). Diámetros angulares (θ) y diámetros (d).

Nombre	Tipo	θ ["]	d [pc]
IC 4732	ORD	1.4	0.08 ± 0.02
IC 4776	MD	8.5	0.18 ± 0.05
K 3-13	MD	4.2	0.17 ± 0.03
K 3-17	PAH	18.6	0.16 ± 0.05
K 3-29	PAH	2.5	0.07 ± 0.01
K 3-31	CRD	2.0	0.10 ± 0.03
K 3-33	MD	4.5	0.33 ± 0.07
K 3-37	CRD	2.5	0.11 ± 0.03
K 3-39	CRD	7.0	0.65 ± 0.13
K 3-40	ORD	4.0	0.13 ± 0.04
K 3-49	ORD	3.0	0.21 ± 0.04
K 3-52	MD	2.5	0.19 ± 0.06
K 3-60	PAH	3.0	0.11 ± 0.04
K 3-62	CRD	5.0	0.17 ± 0.06
K 3-78	ORD	6.0	0.42 ± 0.12
K 4-41	ORD	3.0	0.14 ± 0.05
KFL 4	PAH	3.0	0.20 ± 0.04
M 1-12	CRD	1.8	0.07 ± 0.02
M 1-20	CRD	2.5	0.10 ± 0.03
M 1-25	MD	5.0	0.14 ± 0.05
M 1-27	MD	6.7	0.11 ± 0.04
M 1-31	MD	3.5	0.10 ± 0.03
M 1-32	MD	9.1	0.16 ± 0.05
M 1-33	ORD	3.0	0.11 ± 0.02
M 1-35	SR	7.3	0.12 ± 0.04
M 1-38	MD	3.5	0.12 ± 0.04
M 1-40	MD	9.2	0.11 ± 0.04
M 1-5	CRD	2.8	0.09 ± 0.03
M 1-51	MD	15.4	0.17 ± 0.06
M 1-60	ORD	2.5	0.08 ± 0.03

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.2 (continuación). Diámetros angulares (θ) y diámetros (d).

Nombre	Tipo	θ ["]	d [pc]
M 1-61	MD	1.8	0.06 ± 0.02
M 2-20	PAH	4.1	0.10 ± 0.03
M 2-23	ORD	4.0	0.11 ± 0.04
M 2-27	MD	3.3	0.10 ± 0.03
M 2-42	ORD	10.0	0.46 ± 0.09
M 2-5	MD	6.5	0.18 ± 0.06
M 3-10	ORD	4.2	0.11 ± 0.03
M 3-23	ORD	13.6	0.29 ± 0.08
M 3-25	MD	3.9	0.11 ± 0.02
M 3-38	MD	1.6	0.09 ± 0.03
M 3-40	MD	2.2	0.13 ± 0.03
M 3-44	MD	4.4	0.11 ± 0.04
M 3-54	SR	4.4	0.17 ± 0.06
M 3-8	ORD	5.0	0.16 ± 0.05
M 4-5	ORD	6.7	0.19 ± 0.07
NGC 2867	MD	14.4	0.16 ± 0.04
NGC 3132	ORD	86.0	0.47 ± 0.13
NGC 40	CRD	56.0	0.36 ± 0.10
NGC 6644	CRD	4.4	0.11 ± 0.03
NGC 6807	ORD	2.0	0.09 ± 0.03
NGC 7026	MD	39.0	0.32 ± 0.09
PB 2	CRD	3.0	0.14 ± 0.04
Pe 1-1	PAH	3.0	0.08 ± 0.03
Pe 2-15	PAH	42.0	0.91 ± 0.14
Th 3-12	MD	2.0	0.16 ± 0.05
Vd 1-5	PAH	11.2	0.14 ± 0.02
VV 3	PAH	11.9	1.17 ± 0.23
WRAY 16-8	CRD	3.8	0.13 ± 0.04
WRAY 16-94	CRD	2.5	0.10 ± 0.03

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.2 (continuación). Diámetros angulares (θ) y diámetros (d).

Nombre	Tipo	θ [']	d [pc]
WRAY 17-94	ORD	4.6	0.13 ± 0.04

3.3. Flujos, luminosidades y brillos superficiales en $H\beta$

En la tercera columna de la Tabla 3.3 se muestran los flujos en $H\beta$ para aquellas NPs de la muestra para las que se encontró dicha información (65 objetos) y que, además, están clasificadas con seguridad en uno de los diferentes grupos de acuerdo al polvo que contienen.

Se ha recopilado también el coeficiente de extinción ($c(H\beta)$), cuarta columna de la Tabla 3.3) para poder corregir estos flujos. Para los flujos obtenidos de [Acker et al. \(1991b\)](#), [Barker \(1978\)](#), [Cuisinier et al. \(1996\)](#), [Wang & Liu \(2007\)](#), [Tsamis et al. \(2003\)](#), [Wesson et al. \(2005\)](#) y [Escudero et al. \(2004\)](#) se ha tomado el coeficiente de extinción dado por los autores. En el caso de [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) y [Dopita & Hua \(1997\)](#), quienes no proporcionan los valores de $c(H\beta)$, se ha calculado el coeficiente usando el cociente de las líneas de la serie de Balmer $H\alpha$ y $H\beta$, dado por los autores. Usando la ley de extinción de [O'Donnell \(1994\)](#) y los valores del cociente $H\alpha/H\beta$ observado y teórico (suponiendo que las NPs están a una temperatura de 10, 000 K [Osterbrock & Ferland, 2006](#), dan un valor de 2.87 para el cociente), mediante la paquetería de python PyNeb (Versión 1.1.11, [Luridiana et al., 2015](#)) obtuvimos los valores de $c(H\beta)$.

Los flujos corregidos se calculan como:

$$\log(F_{H\beta}) = \log(F_{H\beta}^{obs}) + c(H\beta). \quad (3.14)$$

Con los flujos en $H\beta$ corregidos y las distancias heliocéntricas podemos calcular las luminosidades en $H\beta$, $L_{H\beta}$, con la fórmula:

$$L_{H\beta} = \frac{4\pi F_{H\beta} D_{\odot}^2}{4 \times 10^{33}}, \quad (3.15)$$

donde $L_{H\beta}$ está en luminosidades solares, D_{\odot} en cm y $F_{H\beta}$ en $\text{erg cm}^2 \text{s}^{-1}$. Las luminosidades se presentan en la quinta columna de la tabla 3.3.

Calculamos también los brillos superficiales $S_{H\beta}$ mediante:

$$S_{H\beta} = \frac{F_{H\beta}}{4\pi (\theta_{rad})^2}, \quad (3.16)$$

Donde el $2\theta_{rad} = \theta$. Hemos obtenido el valor de $S_{H\beta}$ para 62 objetos (ya que para tres de ellos no tenemos información del tamaño angular), mostrados en la sexta columna de la tabla 3.3.

Tabla 3.3. Flujos observados ($F_{H\beta}^{obs}$), coeficientes de extinción ($c(H\beta)$), luminosidades ($L_{H\beta}$) y brillos superficiales ($S_{H\beta}$).

Nombre	Tipo	$-\log(F_{H\beta}^{obs})$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	$c(H\beta)$	$\log(L_{H\beta})$ L _☉	$\log(S_{H\beta})$ [erg cm ⁻² s ⁻¹ sr ⁻¹]	Ref.
Bl 3-15	PAH	14.6	3.2	-0.7	-2.9	A
BoBn 1	PAH	12.5	0.0	0.4	-3.1	C
Cn 1-5	MD	11.4	0.5	0.7	-2.5	G
Cn 2-1	ORD	11.6	1.6	1.9	-0.7	G
H 1-1	SR	12.1	0.5	0.8	-2.5	A
H 1-16	MD	12.7	1.1	0.1	-2.0	A
H 1-17	CRD	13.1	1.9	1.9	-1.8	C
H 1-20	MD	13.0	2.2	1.0	-2.0	A
H 1-23	ORD	12.9	2.7	1.6	-1.1	A
H 1-35	ORD	11.5	1.6	1.7	-0.8	G
H 1-43	MD	12.4	1.0	0.9	-1.9	E
H 1-53	MD	12.6	2.1	1.8	-1.0	F
H 1-56	ORD	13.3	0.9	-0.3	-3.5	A
H 2-11	MD	13.9	2.9	1.0	-1.5	E
H 2-39	SR	12.9	1.4	0.6	-3.1	A
H 2-48	ORD	11.4	0.9	1.2	-1.4	E
Hb 4	ORD	12.7	1.9	0.4	-2.7	A
HD 151895	ORD	10.9	0.2	1.1	-1.6	D
He 2-115	CRD	12.2	2.3	1.7	-0.8	A
He 2-129	ORD	12.9	1.3	0.3	-2.4	A
He 2-151	ORD	11.9	1.2	1.6	-1.2	A
He 2-157	MD	12.7	1.6	0.9	-1.9	A
He 2-260	ORD	12.4	0.7	0.7	-3.4	E
He 2-86	MD	12.3	2.0	1.3	-1.1	D

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.3 (continuación.) Flujos observados ($F_{H\beta}^{\text{obs}}$), coeficientes de extinción ($c(H\beta)$), luminosidades ($L_{H\beta}$) y brillos superficiales ($S_{H\beta}$).

Nombre	Tipo	$-\log(F_{H\beta}^{\text{obs}})$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	$c(H\beta)$	$\log(L_{H\beta})$ [L _☉]	$\log(S_{H\beta})$ [erg cm ⁻² s ⁻¹ sr ⁻¹]	Ref.
He 2-99	PAH	12.7	1.1	-0.4	-4.3	A
IC 2003	PAH	11.2	0.4	0.6	-2.7	B
IC 4776	MD	10.7	1.0	1.8	-1.4	A
K 3-19	CRD	12.9	1.7	1.2	-	C
K 3-31	CRD	13.8	3.0	1.5	-1.2	F
K 3-49	ORD	13.2	1.9	1.2	-2.1	F
K 3-62	CRD	13.1	2.9	1.7	-1.4	F
K 4-41	ORD	13.0	1.8	0.9	-2.0	F
M 1-12	CRD	11.7	0.0	0.4	-2.0	D
M 1-20	CRD	11.9	1.4	1.4	-1.2	G
M 1-25	MD	11.9	1.5	1.2	-1.7	A
M 1-27	MD	12.4	2.1	1.0	-1.8	A
M 1-31	MD	12.6	1.8	0.9	-1.8	E
M 1-35	SR	12.4	2.2	1.0	-1.8	A
M 1-38	MD	12.0	0.8	0.7	-2.1	A
M 1-40	MD	12.9	3.0	1.1	-1.7	A
M 1-5	CRD	12.1	1.4	1.2	-1.4	B
M 1-51	MD	13.5	2.9	0.3	-2.8	A
M 1-60	ORD	12.3	1.3	0.8	-1.7	C
M 1-61	MD	11.5	1.5	1.8	-0.4	C
M 2-23	ORD	11.6	1.2	1.4	-1.4	G
M 2-27	MD	12.2	1.9	1.5	-1.2	A
M 2-42	ORD	12.1	1.1	1.1	-2.9	A
M 2-5	MD	12.1	0.1	-0.3	-3.5	A
M 3-23	ORD	12.7	1.5	0.2	-3.4	A
M 3-25	MD	12.8	2.4	1.3	-1.5	C
M 3-38	MD	13.5	1.9	0.8	-1.8	A
M 3-40	MD	13.6	2.5	1.3	-1.6	A
M 3-44	MD	14.0	3.9	1.5	-1.3	A
M 3-54	SR	13.2	1.4	0.2	-3.0	E

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.3 (continuación.) Flujos observados ($F_{H\beta}^{\text{obs}}$), coeficientes de extinción ($c(H\beta)$), luminosidades ($L_{H\beta}$) y brillos superficiales ($S_{H\beta}$).

Nombre	Tipo	$-\log(F_{H\beta}^{\text{obs}})$ [erg cm ⁻² s ⁻¹]	$c(H\beta)$	$\log(L_{H\beta})$ [L _☉]	$\log(S_{H\beta})$ [erg cm ⁻² s ⁻¹ sr ⁻¹]	Ref.
MaC 1-11	PAH	13.4	2.4	-0.3	-	F
NGC 2867	MD	10.6	0.4	0.7	-2.3	A
NGC 3132	ORD	10.4	0.3	0.1	-3.9	H
NGC 6644	CRD	11.0	0.4	1.0	-1.7	B
NGC 6807	ORD	13.8	0.5	-1.1	-3.8	F
NGC 7026	MD	10.9	1.1	0.9	-2.8	I
PB 2	CRD	12.1	1.0	1.1	-1.9	D
Pe 1-1	PAH	12.2	1.8	1.2	-1.2	D
Pe 2-15	PAH	13.7	0.6	-1.6	-6.2	A
Sp 4-1	PAH	11.8	0.0	-0.5	-	I
WRAY 16-8	CRD	11.3	0.3	0.9	-2.0	C

Referencias $F_{H\beta}$: A [Acker et al. \(1991b\)](#), B [Barker \(1978\)](#), C [Cuisinier et al. \(1996\)](#), D [Dopita & Hua \(1997\)](#), E [Escudero et al. \(2004\)](#), F [García-Hernández & Górný \(2014\)](#), G [Wang & Liu \(2007\)](#), H [Tsamis et al. \(2003\)](#), I [Wesson et al. \(2005\)](#).

3.4. Abundancias químicas

Para calcular la abundancia de algún elemento químico en cada NP es necesario conocer sus abundancias iónicas, así al sumarlas obtenemos la abundancia total del elemento, y para calcular las abundancias iónicas se requiere determinar las condiciones físicas del gas, es decir la temperatura electrónica T_e y la densidad electrónica n_e . Para realizar los cálculos requerimos de las intensidades de líneas del espectro. Para esto se buscaron los espectros en la literatura. Con estos espectros, usaremos las líneas de excitación colisional para obtener las condiciones físicas y las abundancias iónicas y totales de todos los elementos excepto el hidrógeno y el helio.

A partir de los espectros infrarrojos de las NPs se han ordenado las 164 con rasgos seguros de acuerdo a la claridad con la que podemos identificar los diferentes rasgos de polvo en los espectros. Con el objetivo de poder realizar un análisis lo más homogéneo posible de la relación entre tipo de polvo y composición química, buscamos tener espectros en el visible para un número similar de

NPs de cada tipo. Para ello se fue buscando en la literatura los espectros disponibles empezando por las NPs con los rasgos de polvo más claro (de acuerdo al orden mencionado anteriormente, que es el orden en el que se presentan las NPs en los apéndices). Para el caso de las NPs con ORD y MD fue sencillo encontrar espectros, pero para las NPs con PAH, CRD y SR fue más difícil. Para los objetos de estos últimos tres grupos se tuvieron que buscar espectros de objetos con rasgos no tan claros y a pesar de esto, en el caso de NPs con PAH y SR se encontraron pocos espectros. Se encontraron preliminarmente espectros para 60 objetos.

En la primera columna de la tabla 3.4 se muestran los objetos para los cuales se ha encontrado un espectro o más, en la tercera columna se indican las referencias en las cuales se encuentra cada uno de los espectros en el visible del objeto, y en la cuarta columna se indica el espectro que se ha usado para el cálculo de las abundancias. Puede verse que en muchos casos no se usó ningún espectro porque ninguno de ellos tenía las intensidades de líneas necesarias para hacer los cálculos, como líneas de [O II] o líneas para algún diagnóstico de temperatura o densidad. Finalmente se han obtenido las abundancias y condiciones físicas sólo para 30 objetos, de los cuales nueve pertenecen al grupo de NPs con CRD, diez al grupo de NPs con MD, nueve al de NPs con ORD, uno al de NPs con PAHs y uno al de NPs sin rasgos. Cabe aclarar que se ha descartado el espectro del objeto NGC 6807, dado que a pesar de contar con todas las líneas que se esperan presentaba problemas como dar densidades muy distintas con los diferentes diagnósticos y problemas en la corrección por recombinación (ver abajo).

A cada uno de los espectros visibles recopilados se le ha calculado un puntaje con el código creado por Mónica Rodríguez (Rodríguez, 2020) que permite tener una idea de la calidad de dicho espectro (se describirá más adelante en detalle en la sección 3.4.1). En el caso de encontrar dos o más espectros de alguna NP se ha usado el espectro con un mayor puntaje. El código de Rodríguez (2020) calcula las condiciones físicas y las abundancias iónicas, además de las abundancias totales. El programa utiliza las probabilidades de transición, fuerzas de colisión y coeficientes de recombinación para cada ión que se muestran en la tabla 3.5.

El procedimiento para calcular las condiciones físicas es el siguiente: primero se calculan dos diagnósticos de temperatura ($T_e[\text{N II}]$ y $T_e[\text{O III}]$) y cuatro para la densidad ($n_e[\text{O II}]$, $n_e[\text{Cl III}]$, $n_e[\text{Ar IV}]$ y $n_e[\text{S II}]$) para los objetos en los que es posible hacer esto, en caso contrario, se obtienen las densidades a partir de las líneas disponibles. Para los cálculos en los que se usan las líneas de [O II] se usaron las líneas azules. Con las densidades disponibles se calcula el promedio geométrico. Para el cálculo de los parámetros físicos se usa la paquetería para python PyNeb versión 1.1.11 (Luridiana et al., 2015). En la tabla 3.6 se muestran las temperaturas y densidades electrónicas obtenidas.

Con los parámetros físicos y las intensidades se calculan las abundancias iónicas que se muestran en la tabla 3.7. A partir de estas abundancias iónicas, y los factores de corrección por ionización (ICF por sus siglas en inglés), se obtienen las abundancias totales para el O, N, Ne, S, Ar, Cl y el He, las cuales pueden verse en la tabla 3.8. Los ICF deben usarse ya que en muchos casos no podemos obtener todas las abundancias iónicas de algún elemento al ser las líneas de este ión demasiado débiles como para medirlas o están en otras zonas del espectro. En tales casos los ICF corrigen la abundancia total por la presencia de los iones que no podemos medir. Los ICF actualmente se calculan a partir de modelos de fotoionización. En nuestro caso, hemos usado los ICF dados por [Delgado-Inglada et al. \(2014\)](#), a excepción del nitrógeno, para el que se usó $N/O = N^+/O^+$ (ver [Peimbert & Torres-Peimbert, 1971](#); [Delgado-Inglada et al., 2015](#)).

Para los cálculos hechos a partir de las intensidades de las líneas de [O II] y [N II] el código realiza una corrección por recombinación usando los datos atómicos proporcionados por [Storey et al. \(2017\)](#) y [Kisielius & Storey \(2002\)](#). Esta corrección se hace ya que las intensidades de líneas observadas incluyen un aporte por recombinación. Esta corrección por recombinación puede modificar el valor de $T_e[N II]$ hasta en 20 % y el de O^+/H^+ en 0.14 dex ([Rodríguez, 2020](#)).

[García-Hernández & Górný \(2014\)](#) también hacen el cálculo de las abundancias para una parte de los objetos de la muestra de este trabajo y con información del espectro en el visible para más objetos; sin embargo, a pesar de que muchos de los espectros en el visible que se utilizan en ese trabajo también pudieron ser usados en éste, no se hizo, pues esos espectros no contaban con muchas de las líneas que se requería (en particular las líneas de [O II]). Ejemplos de espectros que no se usaron en este trabajo, y [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) sí, son los de [Cavichia et al. \(2010\)](#). La razón para rechazarlos fue que no contaban con ninguna de las líneas de [O II] requeridas. Por otro lado, sí hemos usado los espectros de [Górný et al. \(2004\)](#), los cuales también son usados por [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) y hemos visto que estos espectros son de los peores puntuados.

3.4.1. Puntaje de los espectros

Para determinar el puntaje de un espectro, el código de [Rodríguez \(2020\)](#) se basa en distintos criterios con los cuales se asignan puntos. Estos puntos se suman y así se obtiene el puntaje final. El primer criterio es si el espectro fue tomado con CCD o no. En caso afirmativo se le da 10 puntos y en caso contrario, cero. En este trabajo se ha decidido sólo utilizar espectros que hayan sido tomados con CCD.

El siguiente criterio es si el espectro tiene las líneas necesarias para calcular $T_e[\text{O III}]$ y $T_e[\text{N II}]$. En caso de que puedan calcularse ambas temperaturas, al espectro se le dan 20 puntos, en caso de que sólo pueda calcularse una, obtiene 15 puntos.

Se busca también que el espectro cuente con las líneas para calcular $n_e[\text{S II}]$ usando el cociente $\lambda 6716/\lambda 6731$, $n_e[\text{O II}]$ usando $\lambda 3726/\lambda 3729$, $n_e[\text{Cl III}]$ con $\lambda 5518/\lambda 5538$ y $n_e[\text{Ar IV}]$ con $\lambda 4711/\lambda 4740$. El espectro obtiene 9, 11, 13 o 15 puntos según puedan calcularse una, dos, tres o cuatro densidades electrónicas respectivamente.

El código revisa también los cocientes entre las líneas $[\text{O II}] \lambda 5007/\lambda 4959$ y $[\text{N II}] \lambda 6584/\lambda 6548$. Estos cocientes tienen un valor teórico (que depende sólo de las probabilidades de transición), el cual se compara con el valor observado. Los puntos asignados a cada espectro son proporcionales a las diferencias entre los valores observados y teóricos, con un máximo de 10 por cociente para cero diferencias.

La presencia de líneas de He I es otro de los criterios para asignar puntos a cada espectro. El código considera las líneas de He I $\lambda 4026$, $\lambda 4388$, $\lambda 4471$, $\lambda 4922$, $\lambda 5876$ y $\lambda 6678$, las cuales son poco sensibles a cambios en la profundidad óptica de las líneas de He I. Los espectros obtienen dos puntos si tienen al menos una línea de las seis antes mencionadas.

Por otro lado, cada abundancia obtenida con las líneas anteriores se compara con el promedio de las abundancias obtenidas con las líneas más brillantes, es decir $\lambda 4471$, $\lambda 5876$ y $\lambda 6678$. Al espectro se le asignan tres puntos más por línea si la diferencia entre el logaritmo de la abundancia obtenida y el logaritmo del promedio antes dicho es menor a 0.04 dex. Si la diferencia está entre 0.04 y 0.08 dex se le asignan 2 puntos y si la diferencia es más grande que 0.08 se le asigna sólo un punto (sólo porque existe una línea adicional). La mayor cantidad de puntos que pueden obtener los espectros en este rubro son 20.

El código también toma como criterio las intensidades relativas de las líneas de H I. Primero verifica que el espectro tenga al menos dos de tres líneas de la serie de Balmer ($H\alpha$, $H\gamma$, y $H\delta$). El código luego verifica que las intensidades relativas a $H\beta$ tengan una desviación mínima del valor esperado. En el caso de que esto se cumpla, al espectro se le asignan 6 puntos. Además, si el espectro cuenta con al menos una línea de la serie Paschen y una de la serie de Balmer con un valor del número cuántico $n = 9-20$ para su nivel superior se comparan las desviaciones de los cocientes de intensidades de dichas líneas respecto a $H\beta$ con sus valores esperados calculando las diferencias entre dichas desviaciones (Paschen – Balmer). Se asignan 3, 6 o 9 puntos extras si esta desviación

está entre 0.10 y 0.15 dex, 0.05 y 0.10 dex, o es menor a 0.05 dex respectivamente.

El máximo puntaje que puede obtener un espectro es de 100. Para obtener los errores observacionales [Rodríguez \(2020\)](#) identifica el espectro mejor puntuado de cada objeto. Luego hace la diferencia entre la abundancia obtenida con el espectro de referencia y la abundancia obtenida con cada uno de los demás espectros. Observa cómo se distribuyen los valores absolutos de esas diferencias y ve en qué valor está el 68 % de esa distribución. Así obtiene los errores observacionales mostrados en la tabla 3.8.

En la última columna de la tabla 3.8 se indica el puntaje del espectro de cada objeto. En el caso de objetos con más de un espectro, el puntaje indicado es el del espectro con mayor calidad. Los objetos con los peores puntajes ($P < 60$) de la muestra son: para el grupo de NPs con CRD, H 1-17, K 3-31 y NGC 6644; para las NPs con MD, M1-40, M1-51 y M3-38; y para el grupo de NPs con ORD, Cn 2-1. De estos siete objetos, cinco pertenecen a la muestra de [Górny et al. \(2004\)](#).

Los espectros con puntajes altos ($P > 90$) fueron cinco: IC 418 del grupo de NPs con CRD; Cn 1-5, He 2-86, M 1-25 del grupo de NPs con MD; y Pe 1-1 del grupo de NPs con PAHs.

Tabla 3.4. Espectros encontrados y usados para un grupo de objetos de la muestra.

Nombre	Tipo	Espectros encontrados	Espectro usado
Al 2-F	PAH	2, 12	–
Bl 3-15	PAH	2, 12	–
Cn 1-5	MD	7, 12, 14, 27, 28	14
Cn 2-1	ORD	17	17
DdDm 1	ORD	42, 44	42
H 1-17	CRD	17	17
H 1-53	MD	15	–
H 1-61	MD	17	–
H 1-9	ORD	2, 29, 20	–
H 2-11	MD	17	–
H 2-39	SR	2, 1	–
H 2-32	ORD	15, 28	–
Hb 4	ORD	5, 14, 16, 24, 27	14
He 2-5	CRD	10	–
He 2-86	MD	14, 16, 18	14

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.4 (continuación). Espectros encontrados y usados para un grupo de objetos de la muestra.

Nombre	Tipo	Espectros encontrados	Espectro usado
He 2-115	CRD	1, 18	–
Hu 2-1	CRD	31, 32, 34, 37	37
He 2-95	ORD	40	40
IC 418	CRD	32, 33, 36, 38	38
K 3-15	CRD	15	–
K 3-19	CRD	10	–
K 3-31	CRD	15	15
K 3-62	CRD	15, 28	–
K 4-41	ORD	15	–
KFL 4	PAH	2,12, 11	–
M 1-12	CRD	1, 19	–
M 1-20	CRD	2, 20, 29, 30	30
M 1-25	MD	14, 16, 25, 27	14
M 1-31	MD	17, 29	29
M 1-32	MD	14, 16, 27	14
M 1-35	SR	17	17
M 1-40	MD	17	17
M 1-45	MD	10	–
M 1-5	CRD	6	–
M 1-51	MD	19	19
M 1-60	ORD	17	–
M 1-69	MD	15	15
M 2-14	ORD	17, 29	29
M 2-23	ORD	12, 30	30
M 2-27	MD	17, 30	30
M 2-42	ORD	30	30
M 3-13	ORD	17	–
M 3-38	MD	17	17
M 3-44	MD	17	–
MaC 1-10	ORD	17	–
Mac1-11	PAH	15	–
NGC 40	CRD	4, 9, 23, 27	23

Continúa en la página siguiente.

Tabla 3.4 (continuación). Espectros encontrados y usados para un grupo de objetos de la muestra.

Nombre	Tipo	Espectros encontrados	Espectro usado
NGC 2867	ORD	3, 13, 16, 21, 25, 26	13
NGC 3132	ORD	40	40
NGC 3918	CRD	18,35	18
NGC 6644	CRD	1, 2, 6, 17	17
NGC 6807	ORD	15	15
NGC 6826	CRD	39	39
NGC 7026	ORD	22	–
PB 2	CRD	10	–
Pe1-1	PAH	7, 14, 16, 18	14
Sp4-1	PAH	31	–
Th 3-13	MD	17	–
Vd 1-5	PAH	8	–
WRAY 16-100	MD	10	–

Referencias: 1 [Acker et al. \(1989\)](#), 2 [Acker et al. \(1991a\)](#), 3 [Aller et al. \(1981\)](#),
 4 [Aller & Czyzak \(1979\)](#), 5 [Aller & Keyes \(1987\)](#), 6 [Barker \(1978\)](#),
 7 [Burlak & Kniazev \(2013\)](#), 8 [Cavichia et al. \(2010\)](#), 9 [Clegg et al. \(1983\)](#),
 10 [Cuisinier et al. \(1996\)](#), 11 [Escudero et al. \(2004\)](#), 12 [Exter et al. \(2004\)](#),
 13 [García-Rojas et al. \(2009\)](#), 14 [García-Rojas et al. \(2012\)](#),
 15 [García-Hernández & Górný \(2014\)](#), 16 [Girard et al. \(2007\)](#), 17 [Górný et al. \(2004\)](#),
 18 [Górný \(2014\)](#), 19 [Henry et al. \(2010\)](#), 20 [Kaler et al. \(1996\)](#),
 21 [Kingsburgh & Barlow \(1994\)](#), 22 [Kwitter & Henry \(2001\)](#), 23 [Liu et al. \(2004\)](#),
 24 [Milingo et al. \(2010\)](#), 25 [Milingo et al. \(2002\)](#), 26 [Peña et al. \(1998\)](#),
 27 [Peña et al. \(2001\)](#), 28 [Sabbadin et al. \(1987\)](#), 29 [Smith et al. \(2017\)](#),
 30 [Wang & Liu \(2007\)](#), 31 [Wesson et al. \(2005\)](#), 32 [Aller & Czyzak \(1983\)](#),
 33 [Dopita et al. \(2017\)](#), 34 [French \(1981\)](#), 35 [García-Rojas et al. \(2015\)](#),
 36 [Hyung et al. \(1994\)](#), 37 [Kwitter et al. \(2003\)](#), 38 [Sharpee et al. \(2003\)](#),
 39 [Surendiranath & Pottasch \(2008\)](#), 40 [Tsamis et al. \(2003\)](#), 41 [Hyung et al. \(2000\)](#),
 42 [Kwitter & Henry \(1998\)](#), 43 [Otsuka et al. \(2009\)](#), 44 [Wesson & Liu \(2004\)](#).

Tabla 3.5. Datos atómicos usados.

Ión	Probabilidades de transición	Fuerzas de colisión
O ⁺	Froese Fischer & Tachiev (2004)	Kisielius et al. (2009)
O ⁺⁺	Storey & Zeippen (2000); Wiese W. L. (1996)	Storey & Sochi (2015)
N ⁺	Froese Fischer & Tachiev (2004)	Tayal (2011)
S ⁺	Podobedova et al. (2009)	Tayal & Zatsarinny (2010)
Ne ⁺	McLaughlin et al. (2011)	McLaughlin et al. (2011)
Ar ⁺⁺	Mendoza & Zeippen (1983); Kaufman & Sugar (1986)	Galavis et al. (1995)
Ar ³⁺	Mendoza & Zeippen (1983)	Ramsbottom C. (1997)
Cl ⁺⁺	Fritzsche et al. (1999)	Ramsbottom C. (1997)
Ión	Coeficientes de recombinación	
H ⁺	Storey & Hummer (1995)	
He ⁺	Porter et al. (2012)	
He ⁺⁺	Storey & Hummer (1995)	
O ⁺	Storey et al. (2017)	
N ⁺	Kisielius & Storey (2002)	

Tabla 3.6. Densidades y temperaturas electrónicas.

Objeto	$n_e[\text{S II}]$ (cm^{-3})	$n_e[\text{O II}]$ (cm^{-3})	$n_e[\text{Cl III}]$ (cm^{-3})	$n_e[\text{Ar IV}]$ (cm^{-3})	n_e (cm^{-3})	$T_e[\text{N II}]$ (K)	$T_e[\text{O III}]$ (K)
Cn 1-5	3800	5300	3900	10100	5300	8600	8800
Cn 2-1	4300	–	–	–	4300	11800	10300
DdDm 1	3500	–	5000	–	4200	12400	12100
H 1-17	18700	–	–	–	18700	16900	11600
Hb 4	6000	8500	6800	7400	7100	9500	9900
He 2-86	15600	15000	22200	35700	20700	10100	8400
He 2-95	4900	–	13700	–	8200	17600	7300
Hu 2-1	45800	–	40200	–	42900	10300	8900
IC 418	15000	16000	12400	4800	11000	9500	8800
K 3-31	–	–	14800	–	14800	13700	10800
M 1-20	6900	18100	10700	10100	10800	11000	9800
M 1-25	7900	13500	14000	–	11400	8300	7800
M 1-31	–	21200	18000	21000	20000	8400	7400
M 1-32	8500	9700	13900	–	10400	9100	9400
M 1-35	3300	–	–	–	3300	8400	7300
M 1-40	6000	–	–	–	6000	11200	12800
M 1-51	6400	–	–	–	6400	9800	7200
M 1-69	7300	–	8100	–	7700	10100	9600
M 2-14	–	29900	16200	–	22100	6900	6800
M 2-23	12100	–	16500	52800	21900	19700	11800
M 2-27	5200	–	15000	11100	9600	9000	8200
M 2-42	2500	–	3400	3700	3200	9700	8400
M 3-38	6100	–	–	–	6100	16700	14100
NGC 40	1400	1400	1000	–	1200	8500	10400
NGC 2867	2100	3100	4300	4000	3300	11200	11500
NGC 3132	500	–	800	300	500	9400	9500
NGC 3918	3900	–	6200	5900	5300	10900	12500
NGC 6644	5600	–	–	–	5600	14800	23300
NGC 6826	1400	1800	1500	2000	1700	9800	9200
Pe 1-1	14000	40100	31000	40200	29000	11000	10000

Tabla 3.7. Abundancias iónicas. X^{i+} significa $12+\log(X^{i+}/H)$.

Objeto	He ⁺	He ⁺⁺	O ⁺	O ⁺⁺	N ⁺	Ne ⁺⁺	S ⁺	S ⁺⁺	Ar ⁺⁺	Cl ⁺⁺
Cn 1-5	11.15	–	8.15	8.69	8.07	8.37	6.51	7.08	6.62	5.42
Cn 2-1	11.03	9.59	6.89	8.68	6.66	8.13	5.27	6.60	6.17	–
DdDm 1	10.96	–	7.43	7.93	6.83	7.30	5.38	6.29	5.68	4.25
H 1-17	11.05	9.68	6.87	8.56	6.73	8.08	5.42	6.69	6.17	–
Hb 4	10.97	10.31	7.36	8.60	7.32	8.16	5.83	6.77	6.33	5.09
He 2-86	11.11	–	7.37	8.75	7.38	8.33	5.88	7.08	6.41	5.02
He 2-95	11.0	8.66	6.50	8.54	6.56	8.08	5.24	7.22	6.37	4.25
Hu 2-1	10.97	8.22	8.24	8.39	7.25	7.59	5.46	6.38	6.09	4.62
IC 418	10.96	–	8.34	8.09	7.64	6.88	5.79	6.60	6.02	4.70
K 3-31	11.04	9.22	6.98	8.6	6.92	8.08	5.36	6.72	6.18	4.55
M 1-20	10.98	7.61	7.4	8.56	6.83	7.86	5.36	6.47	5.82	4.52
M 1-25	11.11	7.59	8.25	8.63	7.91	7.61	6.31	7.21	6.65	5.27
M 1-31	11.03	–	7.76	8.86	7.7	8.06	6.31	7.22	–	4.93
M 1-32	11.10	8.57	8.20	8.27	8.15	7.31	6.53	7.02	6.53	5.26
M 1-35	11.16	9.13	7.86	8.94	7.8	8.71	6.15	7.23	6.76	–
M 1-40	10.97	10.6	7.58	8.31	7.79	7.82	6.33	6.85	6.46	–
M 1-51	11.21	8.72	8.22	8.89	8.00	–	6.2	7.65	6.76	4.98
M 1-69	11.04	10.04	7.45	8.70	7.15	8.3	5.87	6.85	6.38	5.00
M 2-14	11.02	–	8.41	8.58	8.33	7.62	6.20	7.33	–	5.23
M 2-23	11.00	–	6.11	8.34	5.95	7.64	4.89	6.45	5.83	4.05
M 2-27	11.15	8.85	7.67	8.84	7.71	8.45	6.13	7.11	6.54	5.16
M 2-42	11.09	8.45	7.37	8.73	7.05	8.18	5.71	6.89	6.21	4.93
M 3-38	10.88	10.50	6.64	8.27	6.93	7.79	5.43	6.53	6.11	–
NGC 40	10.80	7.56	8.64	7.10	7.95	5.88	6.14	6.19	5.73	4.94
NGC 2867	10.92	10.46	7.58	8.46	7.05	7.93	5.7	6.45	5.99	4.87
NGC 3132	11.07	9.51	8.45	8.53	8.20	8.35	6.55	6.88	6.42	5.19
NGC 3918	10.82	10.55	7.64	8.45	7.16	7.93	5.54	6.36	5.99	4.87
NGC 6644	10.78	10.24	6.70	7.28	6.37	6.98	4.91	5.23	5.13	–
NGC 6826	11.00	–	7.06	8.55	6.28	7.97	4.56	6.34	6.11	4.75
Pe 1-1	11.01	7.68	7.82	8.56	7.32	8.02	5.92	6.66	6.31	4.86

Tabla 3.8. Abundancias totales. X/H significa $12+\log(X/H)$. Las incertidumbres mostradas son las dadas en [Rodríguez \(2020\)](#).

Objeto	He/H ± 0.05 dex	O/H ± 0.11 dex	N/H ± 0.14 dex	Ne/H ± 0.14 dex	S/H ± 0.16 dex	Ar/H ± 0.11 dex	Cl/H ± 0.14 dex	Puntaje
Cn 1-5	11.15	8.80	8.71	8.74	7.24	6.71	5.57	97
Cn 2-1	11.04	8.70	8.47	8.15	7.02	6.41	–	56
DdDm 1	10.96	8.05	7.45	7.68	6.39	5.76	4.39	74
H 1-17	11.07	8.58	8.45	8.10	7.09	6.41	–	54
Hb 4	11.05	8.67	8.63	8.21	7.12	6.58	5.42	89
He 2-95	11.00	8.54	8.6	8.12	7.71	6.61	4.71	63
He 2-86	11.11	8.77	8.79	8.49	7.4	6.61	5.33	92
Hu 2-1	10.97	8.62	7.63	7.84	6.42	6.12	4.74	77
K 3-31	11.05	8.62	8.56	8.13	7.09	6.41	4.92	60
IC 418	10.96	8.54	7.84	7.66	6.65	6.07	4.83	94
M 1-20	10.98	8.59	8.02	7.93	6.74	6.0	4.78	80
M 1-25	11.11	8.78	8.44	7.79	7.28	6.71	5.41	92
M 1-31	11.03	8.89	8.83	8.26	7.50	–	5.18	69
M 1-32	11.10	8.54	8.49	7.58	7.13	6.55	5.37	80
M 1-35	11.16	8.98	8.92	8.78	7.48	6.93	–	53
M 1-40	11.12	8.48	8.69	7.91	7.17	6.68	–	56
M 1-51	11.21	8.98	8.75	–	7.75	6.88	5.15	41
M 1-69	11.08	8.75	8.46	8.32	7.18	6.60	5.30	65
M 2-14	11.02	8.80	8.73	8.16	7.35	–	5.35	66
M 2-23	11.00	8.34	8.18	7.75	7.03	6.07	4.56	74
M 2-27	11.15	8.87	8.92	8.51	7.4	6.73	5.42	79
M 2-42	11.09	8.75	8.43	8.24	7.21	6.42	5.23	78
M 3-38	11.03	8.38	8.66	7.89	7.0	6.43	–	56
NGC 40	10.80	8.65	7.96	7.21	6.45	6.22	5.21	77
NGC 2867	11.05	8.59	8.06	8.01	6.75	6.22	5.15	82
NGC 3132	11.08	8.80	8.55	8.41	7.04	6.45	5.31	82
NGC 3918	11.01	8.63	8.15	8.05	6.67	6.24	5.18	73
NGC 6644	10.89	7.45	7.12	7.04	5.53	5.29	–	54
NGC 6826	11.00	8.56	7.78	8.12	6.67	6.33	5.09	66
Pe 1-1	11.01	8.63	8.13	8.13	6.84	6.43	5.04	94

Análisis de resultados

La muestra usada en este trabajo consiste en 208 NPs cuyos espectros infrarrojos disponibles se han usado para clasificarlas de acuerdo con el tipo de polvo que contienen. De éstas, 164 tienen rasgos claros mientras que en 44 la identificación es dudosa. Los 164 objetos con rasgos claros están clasificados de la siguiente manera: 54 MD (33 %), 52 ORD (32 %), 26 PAH (16 %), 25 CRD (15 %) y 7 SR (4 %). Estas 164 NPs son las consideradas de aquí en adelante para buscar correlaciones.

Esta muestra es un poco más numerosa que las de [Stanghellini et al. \(2012\)](#) y [García-Hernández & Górný \(2014\)](#), que contienen 157 y 131 objetos respectivamente. La clasificación que realizan esos autores es ligeramente diferente a la de este trabajo ya que no consideran un grupo aparte de NPs con sólo PAHs (sino que éstas entran dentro del grupo de NPs con CRD como un subtipo). A pesar de estas diferencias, estos autores reportan que la mayor parte de su muestra está compuesta por NPs con MD y ORD, al igual que en este trabajo.

Por otro lado, a diferencia de lo que se ha obtenido aquí, [Stanghellini et al. \(2012\)](#) y [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) encuentran un mayor número de objetos sin rasgos. Los grupos de NPs PAH y SR tienen en general espectros en el infrarrojo de menor calidad que los de los otros grupos, y además ninguno de los autores explica los criterios que han seguido para definir si un objeto tiene PAHs de la misma forma que se señala en el capítulo 2. Como puede verse en ese capítulo también, en 22 objetos nosotros encontramos rasgos, mientras que [Stanghellini et al. \(2012\)](#) y [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) no encuentran ninguno. Para eliminar la posibilidad de que esto se haya debido a algún problema con el procedimiento para obtener nuestros espectros, en los casos que se puede hemos revisado también los espectros que [Stanghellini et al.](#) presentan ([García-Hernández & Górný, 2014](#), no presentan ningún espectro en el infrarrojo) y encontramos los mismos rasgos que en los nuestros. Sin embargo, en los casos de las NPs clasificadas como SR, [Stanghellini](#) no presenta un acercamiento a la parte del espectro donde es posible ver los PAHs, por lo que nos es imposible decir si estos rasgos también se ven en los espectros de [Stanghellini et al.](#)

A continuación se explora la existencia de correlaciones entre los parámetros recopilados en el capítulo 3 y la clasificación de las NPs mostrada en el capítulo 2 para aquellas NPs que hemos podido asignar con certeza en alguno de los cinco grupos de la clasificación.

4.1. Distribución en la galaxia

La figura 4.1 muestra la distribución de las distintas clases de NPs en el plano $X_G Y_G$. En la figura se presentan sólo los 106 objetos de los que conocemos su distancia heliocéntrica D_\odot y su tipo de polvo. En la figura puede verse que en la dirección del anticentro galáctico disminuye la cantidad de objetos. Por debajo de $Y_G = -10$ kpc no hay ningún objeto, mientras que en la figura 7 de [Stanghellini et al. \(2012\)](#) hay siete. Igualmente en la región a la derecha de $X_G = 15$ kpc, en nuestra figura sólo hay un objeto, mientras que en la de [Stanghellini et al. \(2012\)](#) hay nueve. Esto es consecuencia de haber usado valores de la distancia heliocéntrica de una referencia distinta a [Stanghellini et al. \(2012\)](#) para la mayoría de los objetos. En general las distancias usadas en ese trabajo, que son las reportadas en [Stanghellini & Haywood \(2010\)](#), son más grandes que las usadas en este trabajo en la mayoría de las NPs, las reportadas por [Frew et al. \(2016\)](#).

En la figura 4.1 podemos observar como las NPs con MD y ORD están más concentradas alrededor del centro galáctico.

Usando el criterio descrito en la sección 3.1 (es decir, $R_G < R_{\text{bul}} = 1.41$ kpc) se ha obtenido que 12 objetos de la muestra pertenecen al bulbo. En la figura 4.2 puede verse un acercamiento a esta zona, donde se indica el bulbo con un círculo amarillo. [Stanghellini et al. \(2012\)](#) reporta que 26 objetos de su muestra pertenecen al bulbo y [García-Hernández & Górnay \(2014\)](#) 50. Las diferencias entre la cantidad de objetos se deben a los diferentes criterios usados para definir si un objeto pertenece al bulbo, siendo en nuestro caso más estrictos.

De los 12 objetos del bulbo uno pertenece al grupo de las NPs con CRD, uno al de NPs sin rasgos, cuatro al de NPs con MD y seis al de NPs con ORD. Al igual que lo encontrado por [Stanghellini et al. \(2012\)](#) podemos decir que en el bulbo las NPs con MD y ORD predominan sobre las NPs con CRD.

La figura 4.3 muestra la distribución de las distintas clases de NPs en el plano $|Z_G| R_G$. En la figura puede verse que hay objetos a distintas alturas galácticas, y que la incertidumbre crece en las NPs que están más alejadas del plano galáctico. Calculamos la media $\overline{|Z_G|}$, y la desviación estándar respectiva, para cada grupo de objetos. Los valores $\overline{|Z_G|}$ que obtuvimos son, para CRD 0.69 ± 0.11

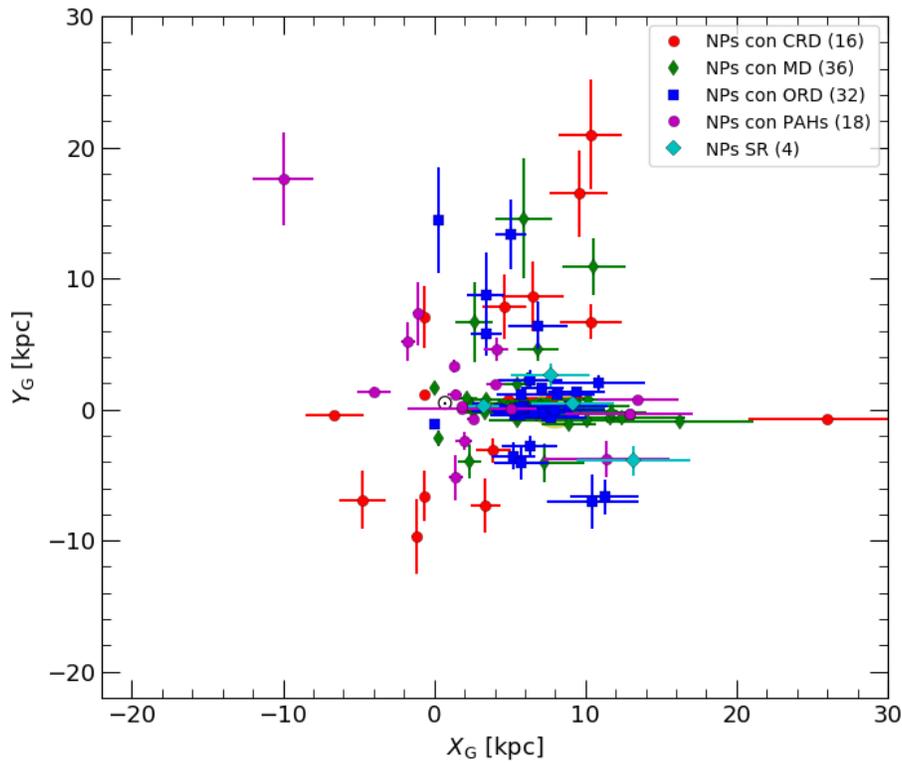


Figura 4.1. Distribución de NPs con distinta clase de polvo en el plano galáctico $X_G Y_G$. El símbolo solar indica nuestra posición en el plano.

kpc, para MD 0.44 ± 0.10 kpc, para ORD 0.59 ± 0.11 kpc, PAH 0.59 ± 0.19 kpc y SR 0.99 ± 0.36 kpc. Podemos ver que todas las NPs, en promedio, se encuentran a distancias parecidas del plano galáctico, y las diferencias entre las distancias medias de las NPs de distinto tipo son pequeñas. El promedio relativamente alto de las NPs SR (comparadas con los otros grupos), pero se debe a un único objeto, H 1-1, cuya distancia al plano es muy grande e incierta.

La figura 4.4 muestra un histograma con la cantidad de nebulosas a diferentes valores de R_G para cada grupo de NPs. Esta figura, igual que las dos anteriores, consta de 106 objetos. En los histogramas que se presentan de aquí en adelante se ha supuesto que cada intervalo se distribuye según la distribución de Poisson, y basados en esto calculamos el error de cada barra como la raíz cuadrada del valor asignado a cada barra. En esta figura se puede ver que la mayoría de las NPs con CRD y PAH están a distancias galactocéntricas mayores a 6 kpc, mientras que la mayoría de las NPs con MD y ORD están a distancias menores a este valor. La mayoría de las NPs SR se encuentran a distancias menores a 6 kpc, pero al haber sólo cuatro no podemos concluir nada con certeza sobre su distribución de distancias galactocéntricas.

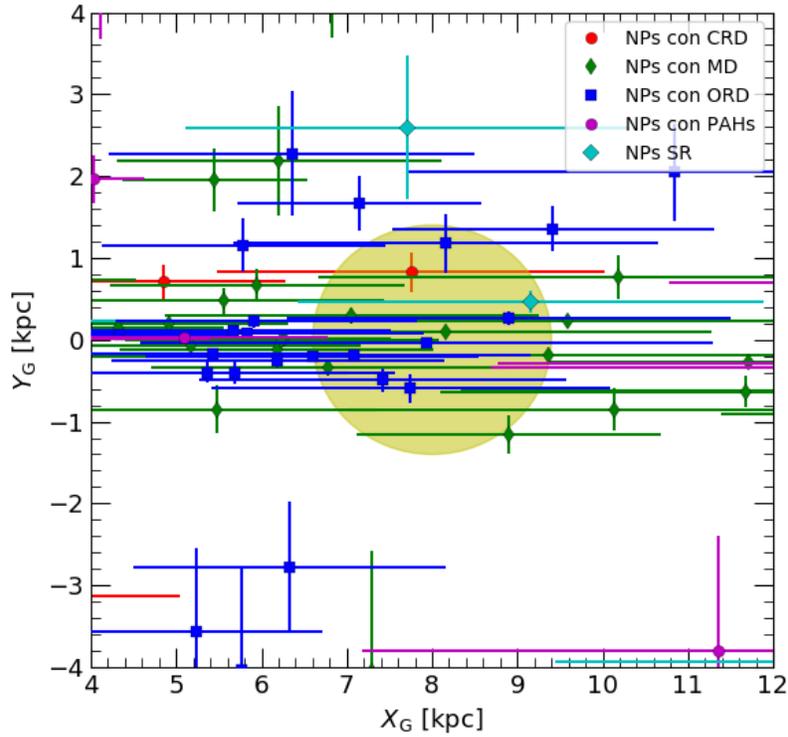


Figura 4.2. Distribución de NPs con distinta clase de polvo en el plano galáctico $X_G Y_G$, con un acercamiento al bulbo galáctico. El círculo amarillo representa la región considerada como el bulbo de la Galaxia, es decir la región que cumple que $R_G < R_{\text{bul}} = 1.41$ kpc.

La figura 4.5 muestra un histograma con la cantidad de nebulosas a diferentes valores de la distancia heliocéntrica D_\odot para cada grupo de NPs. En ella podemos ver que las distribuciones de las NPs con ORD y MD tienen sus picos entre 5 y 8 kpc debido al incremento del número de esas NPs hacia el centro de la Galaxia, pero no se observan otras diferencias importantes en las distribuciones.

4.2. Diámetro nebuloso

La figura 4.6 muestra el número de objetos con un cierto diámetro nebuloso d , cada panel corresponde a un grupo de la clasificación. Una relación entre el tipo de polvo y el diámetro podría existir si el diámetro de las NPs durante el tiempo en que son relativamente brillantes (y por lo tanto más fáciles de observar) está relacionado con la masa inicial de la estrella progenitora (al igual que el polvo) o si los rasgos de polvo que pueden observarse en una NP dependen de su edad (al igual que el diámetro).

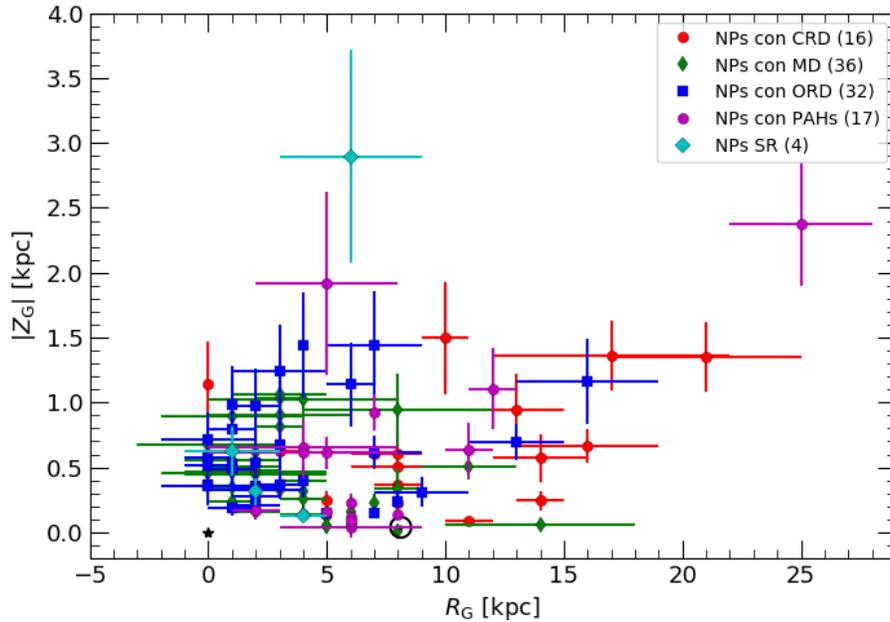


Figura 4.3. Distribución de NPs con distinta clase de polvo en el plano galáctico $|Z|_G R_G$. El símbolo solar indica nuestra posición en el plano (con coordenadas $Z_\odot = 0$, $R_\odot = 8$, Stanghellini & Haywood, 2010), y la estrella el centro galáctico.

En la figura 4.6 se presentan 102 objetos de los que disponemos de información sobre su diámetro. La mayoría de los objetos tienen tamaños pequeños (por debajo de 0.1 pc). Esto no es extraño ya que la mayoría de NPs proceden del programa 50261 de L. Stanghellini enfocado en el estudio de NPs compactas (con diámetros angulares menores a $4''$). Más allá de esto, no parece existir ninguna relación visible entre el diámetro nebuloso y el tipo de polvo, aunque dos de las NPs con sólo PAHs son también los objetos más extendidos.

4.3. Flujos, luminosidades y brillos superficiales en $H\beta$

La figura 4.7 muestra el número de objetos con un flujo disponible en $H\beta$ (tanto el observado como el corregido por extinción). La luminosidad y el brillo superficial en $H\beta$ pueden depender de características de la NP, como la masa y la metalicidad de la progenitora (Stasinska, 2002; Osterbrock & Ferland, 2006). La masa y la metalicidad están a su vez relacionadas con el tipo de polvo, como se ha mencionado en la sección 1.2 del capítulo 1, y es por esto que se ha decidido buscar correlaciones entre el polvo y el brillo superficial y la luminosidad en $H\beta$. La figura 4.7 presenta los 65 objetos de los que además de conocer el flujo sabemos con certeza a qué grupo pertenece (CRD, MD, ORD, PAH o SR). Podemos ver que los objetos sin rasgos y PAHs tienden a tener

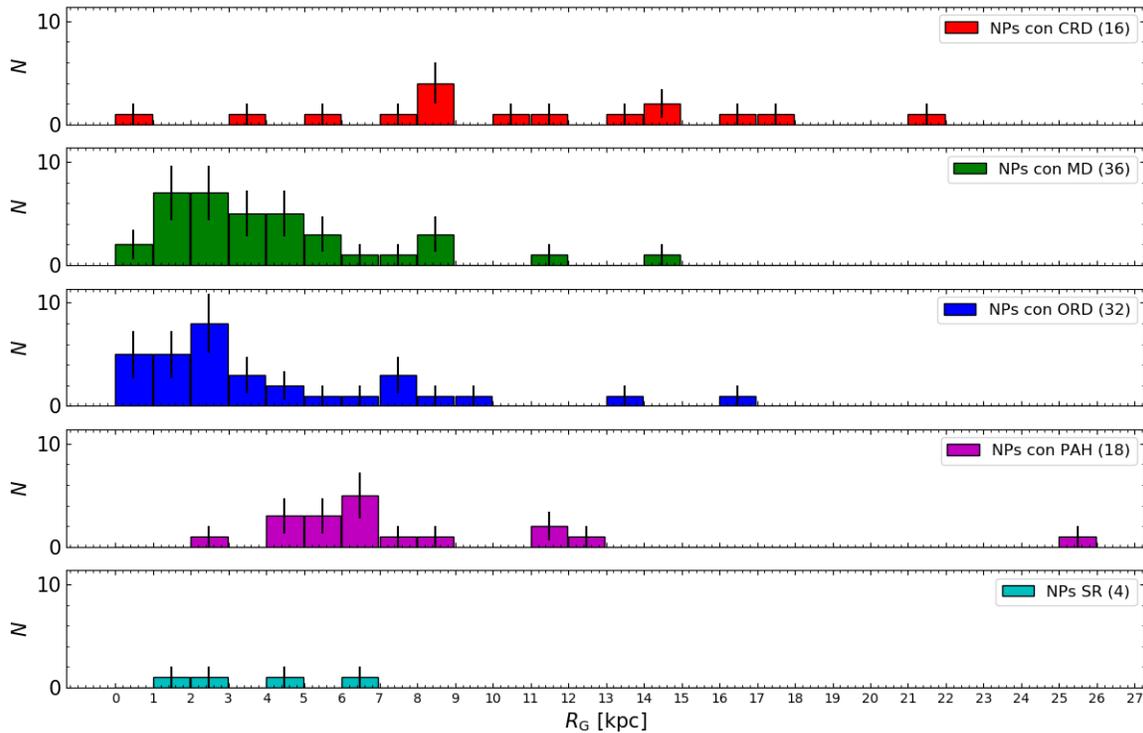


Figura 4.4. Número de NPs de distinta clase de polvo (CRD, ORD, MD, PAH o SR) a diferentes distancias galactocéntricas. El eje y muestra el número de NPs a un cierto R_G que hay de cada grupo. En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

flujos más pequeños que los otros grupos (esto se ve más claramente con los flujos corregidos). Esto sugiere que las NPs clasificadas como PAH y SR son intrínsecamente menos luminosas, lo que puede dificultar la identificación de rasgos de polvo en sus espectros.

En la figura 4.8 se muestra la distribución de valores de $c(H\beta)$ usados para corregir los flujos observados de las NPs mostradas en la figura 4.7. Si las NPs con distintos tipos de polvo tuvieran distintas cantidades de polvo a su alrededor y si su extinción estuviera dominada por ese polvo asociado al objeto, podríamos ver diferencias entre las distribuciones de $c(H\beta)$. Las distribuciones no muestran comportamientos significativamente distintos, aunque las NPs ORD y MD tienden a tener valores de $c(H\beta)$ algo mayores, lo que podría ser debido a que estas NPs están más concentradas hacia el centro galáctico. Para asegurarse habría que explorar la posibilidad de corregir los valores de $c(H\beta)$ por la parte de extinción interestelar, lo cual podría hacerse en el futuro.

La figura 4.9 muestra el número de objetos con una cierta luminosidad en $H\beta$ para cada grupo de NPs. Podemos ver que el pico de las distribuciones de las NPs con PAHs y SR está en una

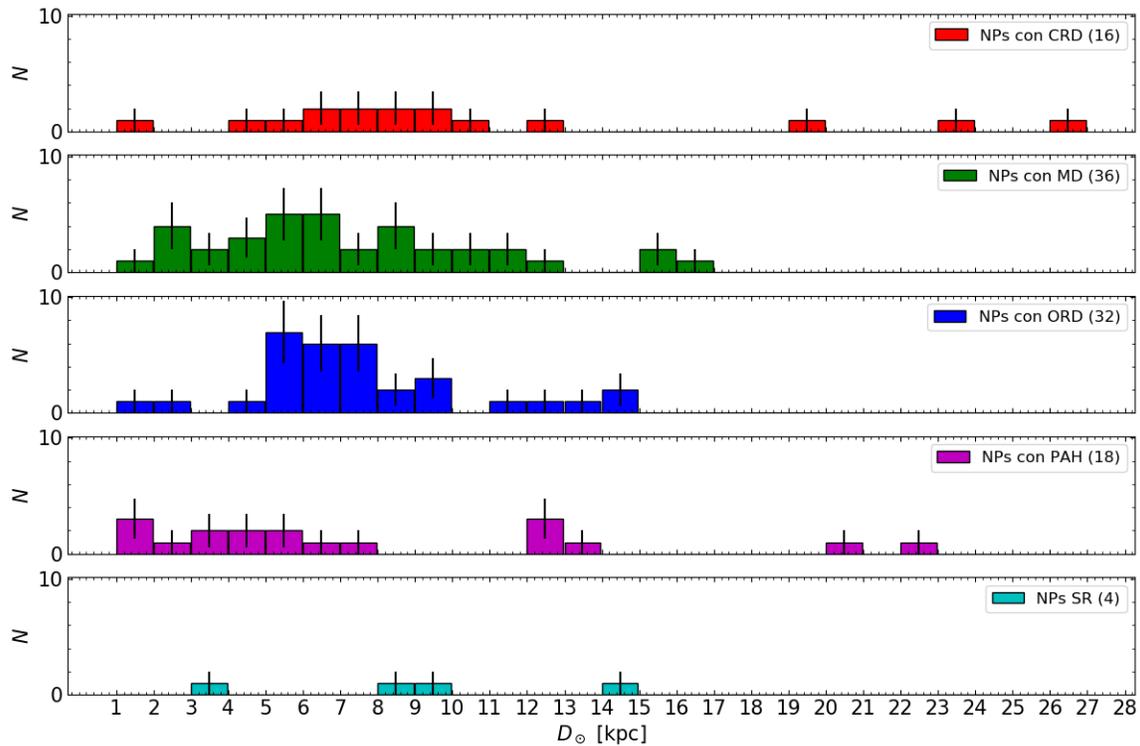


Figura 4.5. Número de NPs de distinta clase de polvo (CRD, ORD, MD, PAH o SR) a diferentes distancias heliocéntricas. El eje y muestra el número de NPs a un cierto D_{\odot} que hay de cada grupo (con CRD, ORD, MD, PAH o SR). En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

luminosidad menor que el pico de las distribuciones de las NPs con CRD, MD, y ORD. Las luminosidades de las NPs con CRD, MD y ORD tienen distribuciones similares, con luminosidades mayores a las de las NPs con PAHs y SR. Esto confirma los resultados obtenidos para los flujos en $H\beta$.

La figura 4.10 muestra el número de objetos con un cierto brillo superficial en $H\beta$ (obtenido tanto con el flujo corregido como con el observado) para cada grupo de NPs. La figura presenta los 62 objetos de los que conocemos su flujo, diámetro angular y distancia heliocéntrica, además de que sabemos con certeza su tipo de polvo. En la figura se observa que los objetos con PAHs y sin rasgos tienen brillos superficiales menores a los otros grupos.

El brillo superficial corregido por extinción no depende de la distancia del objeto ni, en principio, de la luminosidad de la estrella central sino que varía con el cuadrado de la densidad del gas ionizado. Por tanto, estos resultados sugieren que las NPs PAH y SR tienden a ser más difusas, lo que podría deberse a que son más viejas o a que proceden de progenitores menos masivos. Su

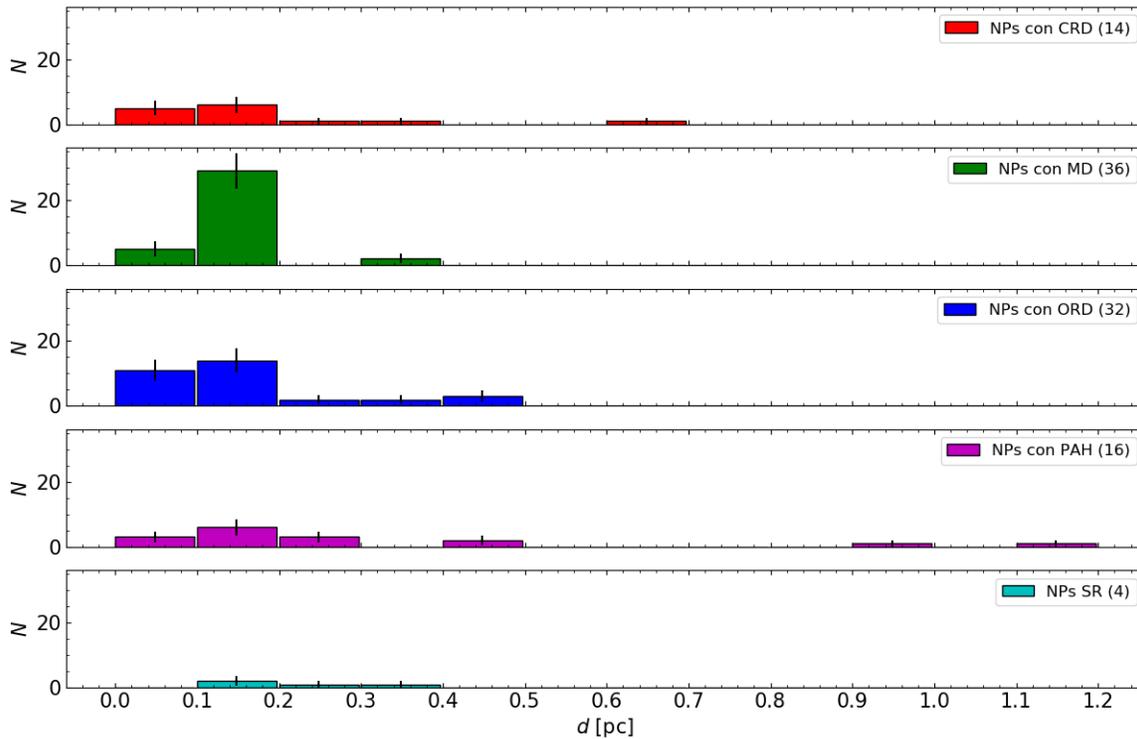


Figura 4.6. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de diámetros nebulares d . El eje y muestra el número de NPs en un cierto intervalo de radios nebulares que hay de cada grupo (con CRD, ORD, MD, PAH o SR). En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

menor brillo superficial hace más difícil la identificación de rasgos de polvo.

Otra razón para no observar estos rasgos es que las estrellas progenitoras de estos objetos sean de tipo S (es decir con cociente $C/O \approx 1$). En estas estrellas creemos que se forma muy poco polvo que no suele ser detectable (Ferrarotti & Gail, 2002). La formación de PAHs, como se ha explicado antes, puede darse en otro momento de la evolución de la estrella (como en las regiones de disociación de CO, como argumentan Agúndez et al., 2010) lo que explica que sí veamos los rasgos asociados a estos. Esto implicaría que en estos objetos viéramos menos emisión en el IR como es el caso de M 3-47 (figura D.2, apéndice D, página 120), NGC 6886 y NGC 6681 (figura D.6, apéndice D, página 124), pero esto no se observa en todos los objetos de nuestra muestra clasificados como PAH o SR como en He 2-99 y Mac 1-11 (figura D.4, apéndice D, página 122).

Por otro lado, existe también la relación que tienen la masa y la metalicidad de la estrella en el cociente C/O y el polvo. En particular, las estrellas con masas y metalicidades pequeñas no son propicias para la formación de polvo. Por ejemplo, los modelos de Ferrarotti & Gail (2006) mues-

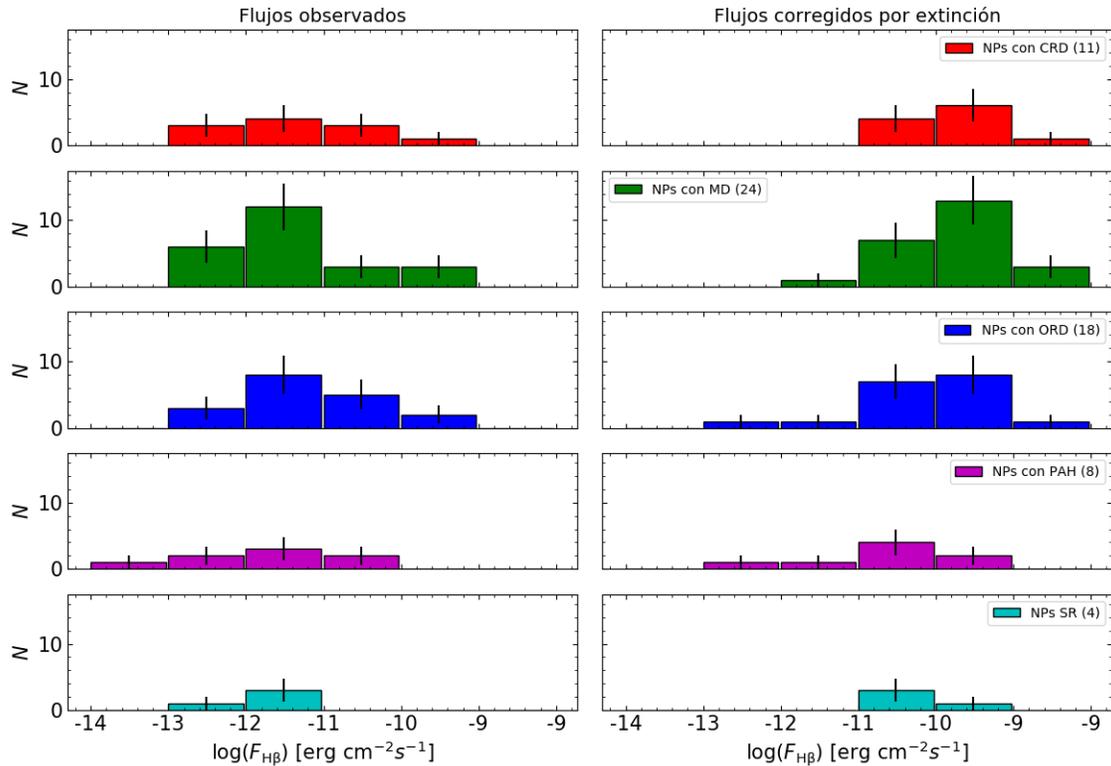


Figura 4.7. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de $F_{H\beta}$. El panel izquierdo muestra los flujos sin corregir por extinción y el derecho los flujos corregidos. El eje y muestra el número de NPs de un cierto intervalo de luminosidades en cada grupo (con CRD, ORD, MD, PAH o SR). En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

tran que a $Z = 0.008$ y $M = 1 M_{\odot}$ no se espera formación de polvo. Además sabemos que las estrellas con masas más pequeñas darán origen a nebulosas con luminosidades bajas. Todo esto podría apuntar la posibilidad de que algunas de las NPs con PAHs y SR (en particular aquellas con poca emisión en el infrarrojo) sean sucesoras de estrellas poco masivas y con bajas metalicidades, aunque para probarlo necesitamos espectros ópticos de buena calidad para este grupo de objetos, con los cuales no contamos por ahora.

4.4. Abundancias químicas

En la figura 4.11 se muestran las temperaturas electrónicas de algunos objetos de la muestra. En esta figura, y en las siguientes, se indican los objetos que tienen espectros con mejores y peores puntajes. Los puntajes fueron obtenidos con el código de [Rodríguez \(2020\)](#) explicado en el capítulo anterior. Se han calculado las condiciones físicas y las abundancias para 30 objetos, aunque en ciertos casos no había líneas disponibles en algún espectro para calcular alguna abundancia específica.

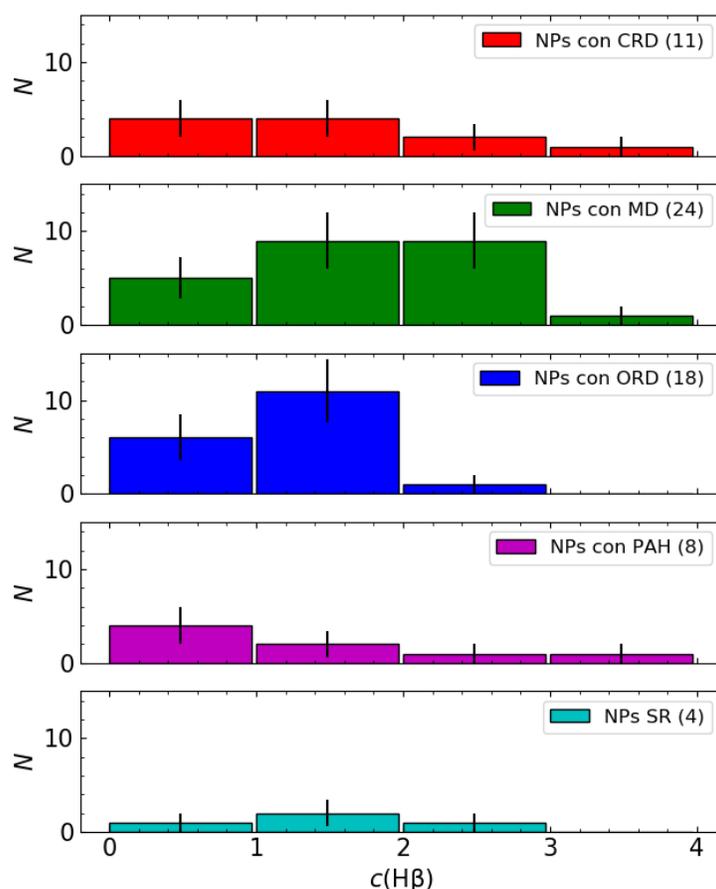


Figura 4.8. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de $c(H\beta)$. El eje y muestra el número de NPs de un cierto intervalo de $c(H\beta)$ en cada grupo (con CRD, ORD, MD, PAH o SR). En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

Es por ello por lo que no todas figuras tienen 30 objetos.

Los puntajes en los espectros están relacionados con la cantidad de información que contienen y con su calidad. Los puntajes altos (> 90) indican que la calidad del espectro es excelente y por lo tanto las abundancias obtenidas con estos espectros son más fiables que las obtenidas con los espectros con puntajes menores.

Pe 1-1 y M 1-35 son los únicos objetos de sus grupos que se presentan en la figura 4.11, y en las siguientes figuras. M 1-35 tiene un espectro con bajo puntaje debido, entre otras cosas, a que carece de muchas líneas. Su luminosidad en $H\beta$ es de $5 L_{\odot}$, lo cual es poco brillante comparándola a otras NPs que tienen luminosidades entre 10 y $100 L_{\odot}$. En el caso de Pe 1-1, cuyo espectro tiene un puntaje alto, su espectro en el infrarrojo parece tener una forma similar a los objetos con silicatos

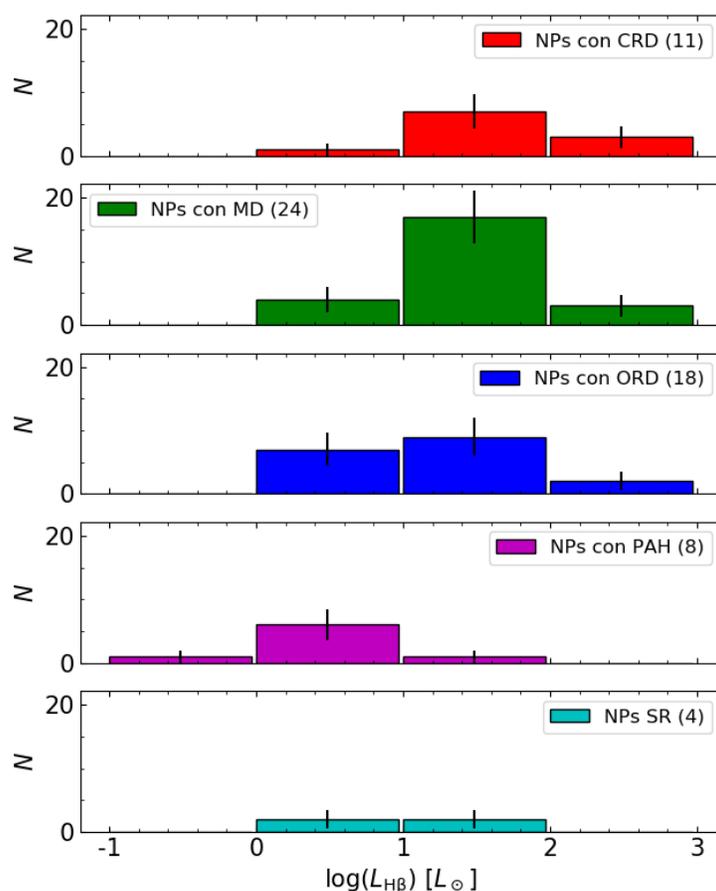


Figura 4.9. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de luminosidades $L_{H\beta}$. El eje y muestra el número de NPs de un cierto intervalo de luminosidades en cada grupo (con CRD, ORD, MD, PAH o SR). En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

cristalinos, pero no está claro si estos rasgos están presentes, ver figura D.5.

En la figura 4.11 no se observa ningún comportamiento peculiar en las temperaturas electrónicas de algún grupo de NPs. El objeto NGC 6644, por otro lado, presenta un valor de T_e [O III] muy alto para esa clase de objetos, lo que podría indicar que existe algún problema con las líneas de [O III] en su espectro. M 2-23 también tiene una temperatura electrónica alta, aunque en este caso es de T_e [N II].

La figura 4.12 muestra los valores de T_e [N II] en función de los valores de n_e . Ningún grupo de objetos muestra un comportamiento distintivo en esta figura. Los objetos con una mayor densidad electrónica son M 2-23, Hu 2-1 y Pe 1-1. El cálculo de las abundancias, así como las incertidumbres de éstas, dependen de la densidad electrónica por lo que una densidad alta trae consigo un aumento

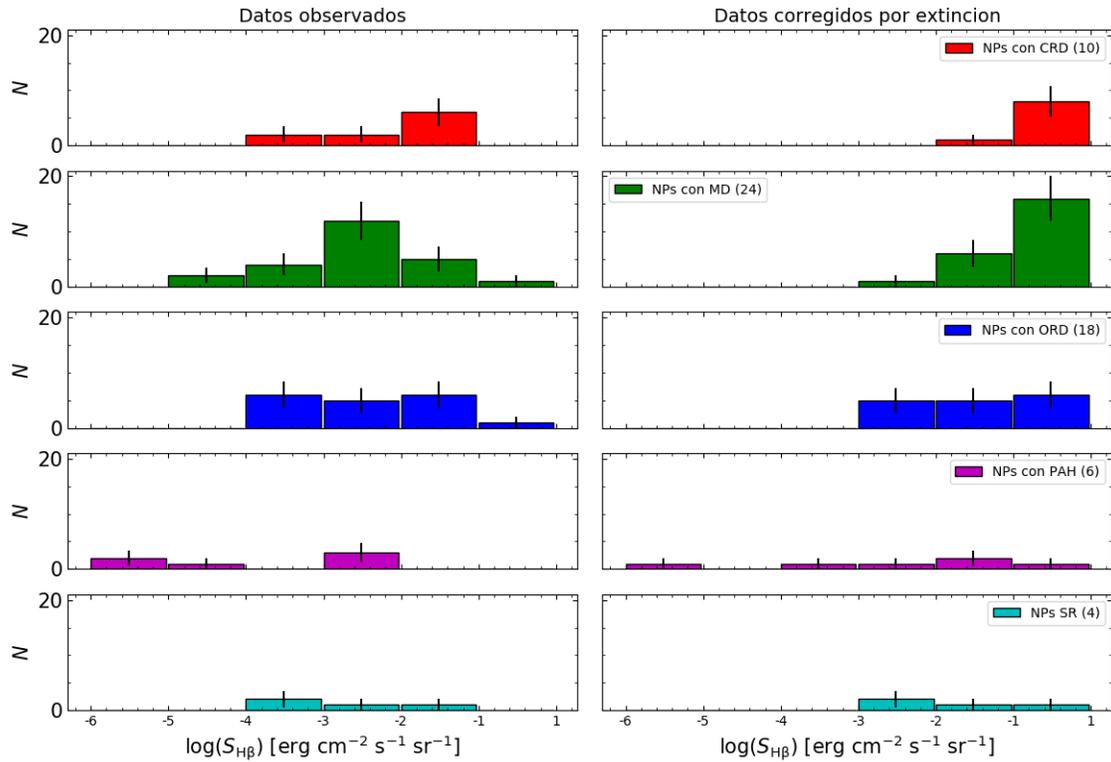


Figura 4.10. Número de NPs de distinta clase de polvo en diferentes intervalos de brillo superficial $S_{H\beta}$. El panel izquierdo muestra los brillos obtenidos con los flujos sin corregir por extinción y el derecho los brillos obtenidos con los flujos corregidos. El eje y muestra el número de NPs de un cierto intervalo de luminosidades en cada grupo (con CRD, ORD, MD, PAH o SR). En cada panel se encuentra indicado el número de objetos de cada grupo.

en las incertidumbres de las abundancias (ver, por ejemplo, [Delgado-Inglada et al., 2009](#); [Juan de Dios & Rodríguez, 2017](#)).

La figura 4.13 muestra los valores de $\text{He}^{++}/(\text{He}^{++}+\text{He}^+)$ en función de los valores de $\text{O}^{++}/(\text{O}^{++}+\text{O}^+)$. Puede verse que los objetos de la muestra están en un intervalo amplio de valores de $\text{O}^{++}/(\text{O}^{++}+\text{O}^+)$, entre 0 y 1, pero reducido en los valores de $\text{He}^{++}/(\text{He}^{++}+\text{He}^+)$, entre 0 y 0.35. Ningún grupo muestra un comportamiento especial en esta figura.

En la figura 4.14 se muestran los valores del cociente N/O en función de los valores de He/H. En ella podemos ver que la mayoría de las NPs con CRD tienen bajas abundancias de He/H y N/O. En general las NPs con ORD tienen valores mayores, tanto de He/H como de N/O (ver [Peimbert, 1978](#)), y las NPs con MD tienen valores mayores que los dos grupos anteriores. Los procesos que favorecen la producción de helio y nitrógeno, como el segundo dragado, son más eficientes en estrellas con masas mayores a $3\text{--}5 M_{\odot}$ (según modelos de [Ferrarotti & Gail, 2006](#); [Karakas & Lattanzio,](#)

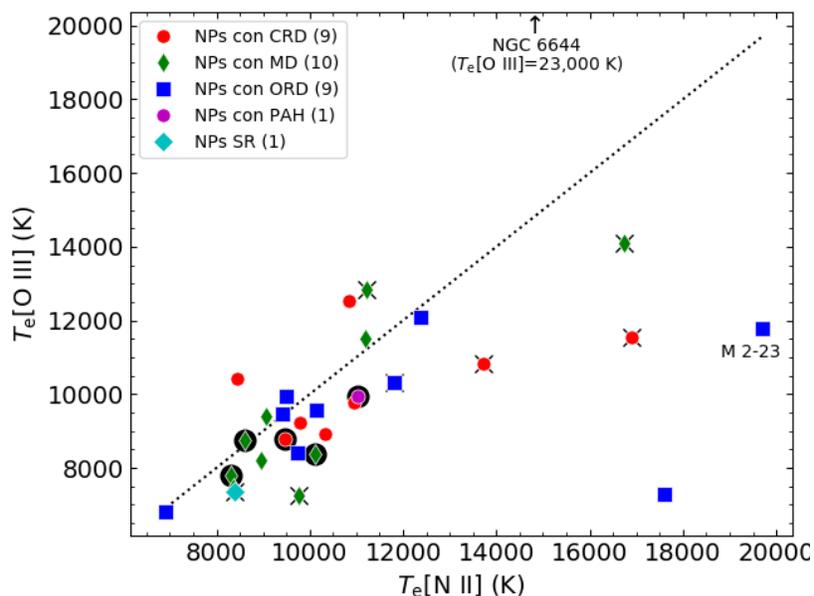


Figura 4.11. Valores de $T_e[\text{O III}]$ en función de los valores de $T_e[\text{N II}]$. En la figura se indican con un círculo negro detrás los datos para los espectros con puntajes mayores a 90 y con una \times los datos para los espectros con puntajes menores de 60. La línea negra discontinua es la función identidad, esto es $T_e[\text{O III}] = T_e[\text{N II}]$.

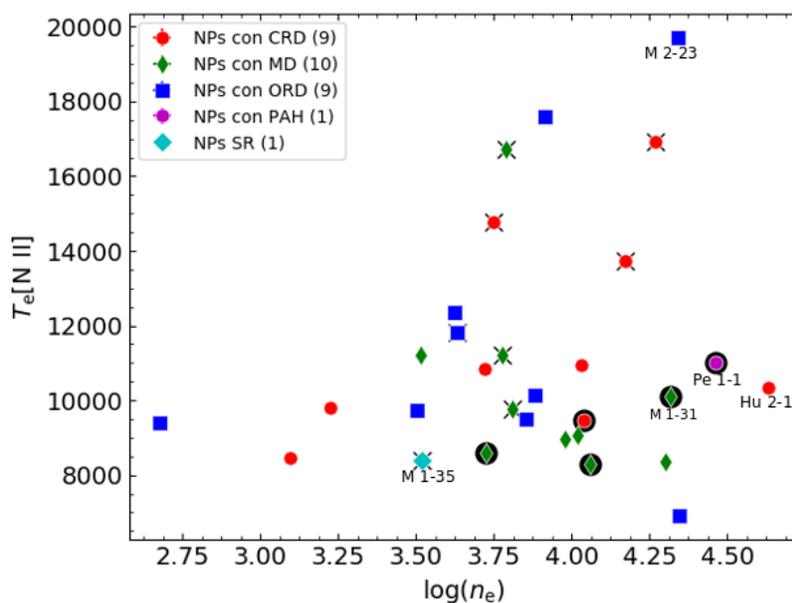


Figura 4.12. Valores de $T_e[\text{N II}]$ en función de los valores $\log(n_e)$. En la figura se indican con un círculo negro detrás los datos para los espectros con puntajes mayores a 90 y con una \times los datos para los espectros con puntajes menores de 60.

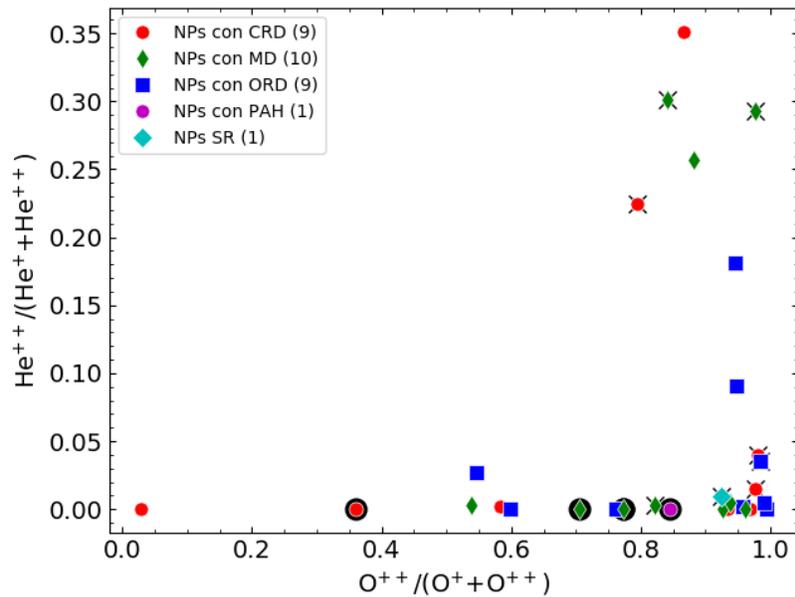
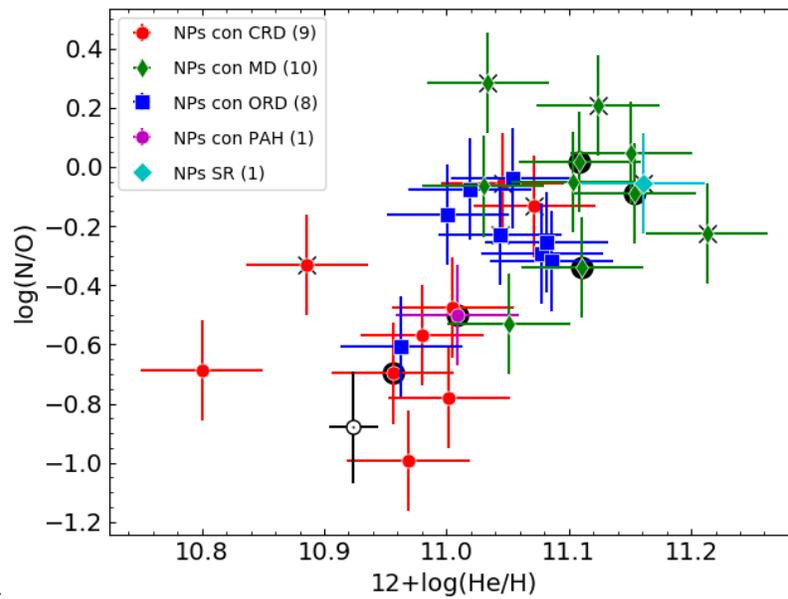


Figura 4.13. Valores de $He^{++}/(He^{++} + He^{+})$ en función de los valores de $O^{++}/(O^{++} + O^{+})$. En la figura se indican con un círculo negro detrás los datos para los espectros con puntajes mayores a 90 y con una **x** los datos para los espectros con puntajes menores de 60.

2014), por lo que podemos decir que, en promedio, las NPs con MD tienen progenitoras con masas mayores a las progenitoras de NPs con ORD, y estos dos grupos tienen progenitoras más masivas que las NPs con CRD. Estos resultados están de acuerdo con los obtenidos por [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) y [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) y con los modelos de nucleosíntesis propuestos por autores como, por ejemplo, [Karakas & Lattanzio \(2014\)](#).

[Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) mencionan que el cloro y el argón son buenos indicadores de la metalicidad de la estrella progenitora de la NP. Esto se debe a que estos dos elementos no se ven modificados por la evolución de la estrella progenitora, ya que las estrellas de masa baja e intermedia no pueden producir estos elementos (ni destruirlos). Siguiendo a [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) recreamos su figura 3 en la figura 4.15, la cual muestra los valores de O/Cl en función de las abundancias del cloro y el oxígeno. A partir de su figura 3, [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) detectan un enriquecimiento de oxígeno en las NPs con CRD. Esto ya que los objetos con CRD presentan valores de O/Cl mayores que los otros grupos.

En la figura 4.15 puede verse que no reproducimos exactamente el resultado encontrado por [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#). Nosotros obtenemos que dos objetos con ORD (M 2-23 y DdDm 1) y otros dos con MD (M 1-31 y M 1-51) tienen valores de O/Cl grandes, similares a los de las NPs con CRD. Las diferencias entre nuestros resultados y los de [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) pueden



4.14

Figura 4.14. Valores de N/O en función de la abundancia de helio. En la figura se indican con un círculo negro detrás los datos para los espectros con puntajes mayores a 90 y con una **x** los datos para los espectros con puntajes menores de 60. Las abundancias solares están indicadas con el símbolo solar, cuyos valores fueron tomados de [Lodders \(2019\)](#).

deberse a que algunas de estas NPs no tienen un espectro de gran calidad. [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) buscaron que los espectros en el visible que usaron tuvieran una alta relación señal a ruido y una resolución espectral mejor a 4 \AA . Los criterios de este trabajo para decidir qué espectro usar se han explicado en el capítulo 3, los cuales son diferentes al trabajo antes mencionado. Dado que las líneas de [Cl III] que se usan para determinar la abundancia de cloro son más débiles que las líneas que se usan para determinar la abundancia de los otros elementos considerados aquí, sus abundancias son más inciertas si están basadas en espectros poco profundos. Esto podría explicar las diferencias entre la figura 4.15 y la figura 3 de [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#).

En particular M 2-23 y M 1-31 presentan una alta densidad electrónica, por encima de 20000 cm^{-3} . Las altas densidades llevan en general a temperaturas y abundancias más inciertas y, además, los espectros usados para estos objetos tienen puntajes relativamente bajos, 74 y 69 respectivamente. DdDm1 es una NP del halo que también está en la muestra de [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) y ahí tiene reportado una abundancia de cloro de $12 + \log(\text{Cl}/\text{H}) = 4.73$ (usando el espectro de [Wesson et al., 2005](#)), mientras que en este trabajo la abundancia encontrada es igual a 4.39 (donde se usa el espectro de [Kwitter & Henry, 1998](#)). La diferencia entre las dos abundancias es de 0.29 dex, lo que ejemplifica los posibles errores observacionales que las líneas de [Cl III], las cuales son relativamente débiles, pueden introducir en los resultados. M 1-51 tiene un espectro de mala cali-

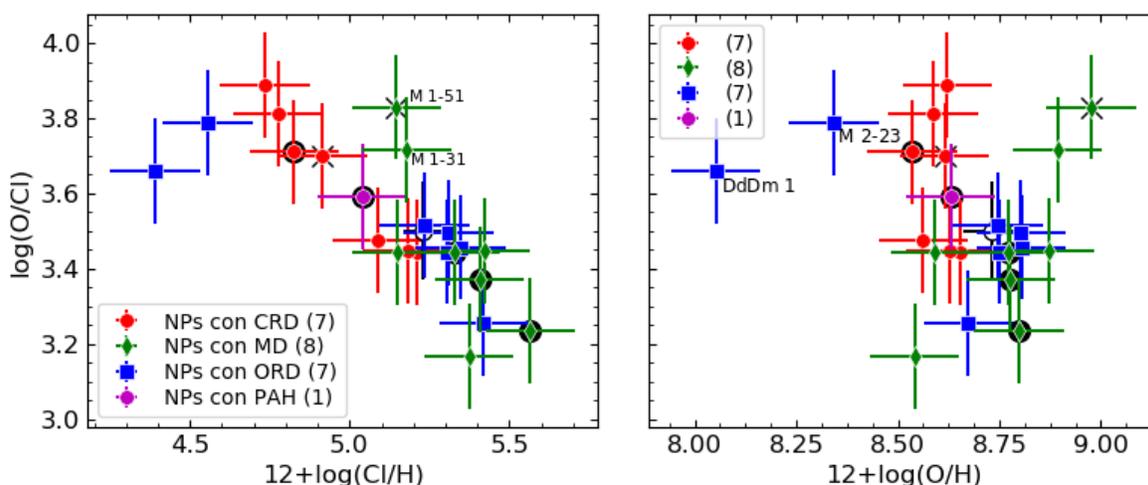


Figura 4.15. Valores de O/Cl en función de la abundancia de cloro y oxígeno. En la figura se indican con un círculo negro detrás los datos para los espectros con puntajes mayores a 90 y con una \times los datos para los espectros con puntajes menores de 60. Las abundancias solares están indicadas con el símbolo solar, cuyos valores fueron tomados de [Lodders \(2019\)](#).

dad (con un puntaje bajo). Si dejamos de lado estas cuatro NPs, los resultados que obtenemos son consistentes con los de [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#), es decir, que en general las NPs con CRD parecen tener valores de O/Cl más altos que las NPs con ORD y MD. Para confirmar esto sería necesario contar con mejores espectros ópticos de NPs con rasgos de polvo bien definidos.

La figura 4.16 muestra los valores del cociente S/O en función de los valores de O/H. En este panel puede verse que la mayoría de las NPs con CRD tienen valores de S/O menores a los otros grupos (con la excepción H 1-17 y K 3-31 cuyos espectros tienen bajos puntajes). Parte de este resultado se puede explicar por la producción de oxígeno en las estrellas progenitoras, como se mencionó antes, pero no es suficiente para explicar los valores tan bajos de S/O. También podría deberse a que las NPs con CRD tienen una depleción de azufre mayor que los otros grupos (como concluyen [García-Hernández & Górnny, 2014](#)). Sin embargo, este resultado debe analizarse con más cuidado para llegar a una conclusión.

La mayoría de las NPs con CRD tiene valores de O/H muy similares (con la excepción de NGC 6644), pero la muestra es pequeña, lo que podría explicar este resultado. De hecho, para algunos objetos, como Hu 2-1, los valores de O/H pueden cambiar hasta en 0.4 dex al usar distintos espectros.

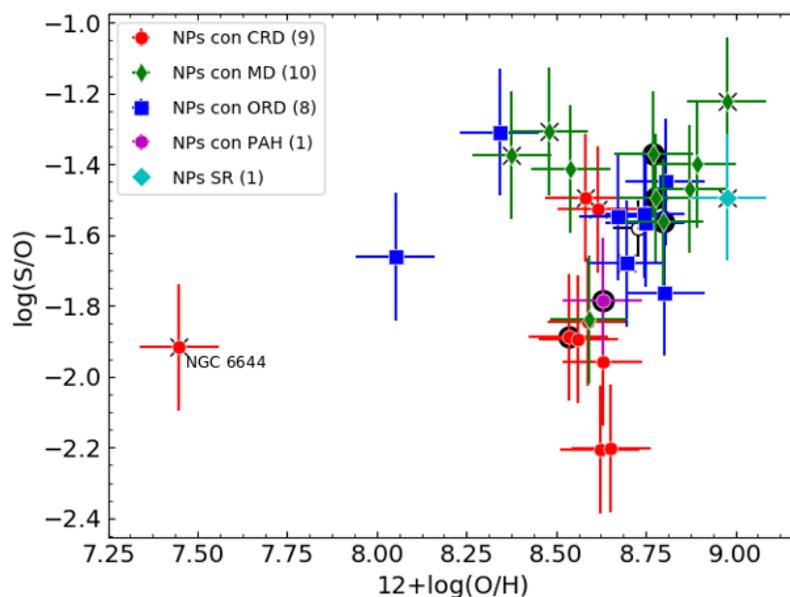


Figura 4.16. Valores de S/O en función de la abundancia de oxígeno. En la figura se indican con un círculo negro detrás los datos para los espectros con puntajes mayores a 90 y con una **x** los datos para los espectros con puntajes menores de 60. Las abundancias solares están indicadas con el símbolo solar, cuyos valores fueron tomados de [Lodders \(2019\)](#). El símbolo solar se encuentra en $12+\log(O/H) = 8.73$ y $\log(S/O) = -1.58$, un tanto oculto entre los demás puntos.

Conclusiones y trabajo futuro

En este trabajo se ha recopilado un grupo de 223 espectros en el infrarrojo de NPs galácticas y se han buscado los rasgos de polvo asociado a los siguientes compuestos: PAHs, SiC, MgS y silicatos cristalinos y amorfos. Con la presencia, o ausencia, de estos rasgos se ha clasificado la muestra de objetos en cinco grupos: NPs con polvo rico en carbono (con SiC y/o MgS), NPs con polvo mixto (con PAHs y algún tipo de silicatos), NPs con ORD (con algún tipo de silicatos), NPs sólo con PAHs y NPs sin rasgos (SR). De nuestra muestra de 223 NPs, 164 pudieron ser asignadas con certeza a alguno de los grupos antes mencionados (54 MD, 52 ORD, 26 PAH, 25 CRD y 7 SR) y con estos objetos buscamos establecer correlaciones entre el tipo de polvo y varios parámetros.

Se han obtenido de la literatura las distancias heliocéntricas, el diámetro angular, las coordenadas galácticas, el flujo en $H\beta$ y el espectro en el visible de varios de los objetos de la muestra. Partiendo de estos datos se han obtenido la distribución en el plano X_G Y_G , las distancias galactocéntricas, el radio nebuloso, la luminosidad y el brillo superficial en $H\beta$, las temperaturas y densidades electrónicas, y las abundancias, tanto iónicas como totales, de una parte de la muestra.

No hemos encontrado una relación obvia entre el tipo de polvo y los siguientes parámetros: tamaño angular, diámetro intrínseco, temperaturas y densidades electrónicas y el grado de ionización.

En cuanto a la distribución en la Galaxia hemos determinado cuáles objetos de nuestra muestra pertenecen al bulbo, usando un criterio distinto a los habituales y que es más restrictivo que estos, pero que nos parece más fiable. Obtenemos que 12 NPs de nuestra muestra pertenecen al bulbo. Al igual que [Stanghellini et al. \(2012\)](#), encontramos que en el bulbo galáctico existe una menor cantidad de NPs con CRD comparada a las NPs con ORD y MD. También hemos visto que la mayor parte de las NPs CRD y PAH se encuentran a distancias galactocéntricas mayores a 6 kpc, mientras que la mayoría de las NPs con ORD y MD están a distancias menores. Estos últimos dos grupos se concentran alrededor del centro galáctico. Las conclusiones acerca de la distribución pueden ser refinadas usando las distancias obtenidas a partir de la base de datos de GAIA, calculadas con el

mayor cuidado posible.

Encontramos que las NPs con PAHs y sin rasgos pueden tener tanto flujos como brillos superficiales y luminosidades en $H\beta$ corregidos por extinción algo menores que los otros grupos. Este resultado no se ha encontrado en ninguno de los trabajos previos sobre el estudio del polvo y podría explicar que hayamos encontrado pocos espectros de calidad en el óptico y en el infrarrojo para estos dos grupos. No sabemos con certeza a qué se deba este comportamiento, aunque puede haber tres razones: a que la nebulosa sea más difusa y tal vez más vieja; a que la estrella progenitora de la NP haya sido de tipo S; o que la estrella progenitora fuese poco masiva y con poca metalicidad.

Por otra parte, se ha visto que las NPs con MD y ORD vienen en general de progenitoras más masivas y con una mayor metalicidad que las NPs con CRD. Esto confirma lo encontrado por [García-Hernández & Górný \(2014\)](#) y [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#), y por los modelos de nucleosíntesis como los de [Karakas & Lattanzio \(2014\)](#). También, al igual que [Delgado-Inglada et al. \(2015\)](#) hemos encontrado indicios de que las NPs con CRD han tenido un enriquecimiento de oxígeno. Observamos también que las NPs con CRD tienen valores menores del cociente S/O comparándolo con los otros grupos. Esto no puede ser explicado solamente con el enriquecimiento de oxígeno en este tipo de NPs, y podría estar indicando que éstas tienen una mayor depleción de azufre.

Es necesario realizar estudios con muestras más grandes y homogéneas, que incluyan tanto NPs compactas como extendidas, para poder tener correlaciones más fiables y generales que las presentadas en esta tesis, aunque esto no puede realizarse por el momento con los espectros infrarrojos disponibles. Además, como se ha mencionado en su momento, falta explorar con más detalle la distribución de $c(H\beta)$.

Asimismo, debemos buscar otros espectros en el visible de mejor calidad para todos los objetos de la muestra, en particular para los objetos PAH y SR. Esto en especial para volver a revisar los resultados obtenidos. Las líneas de cloro, por ejemplo, son muy sensibles a los problemas observacionales, por lo que espectros de mala calidad pueden provocar que se obtengan resultados erróneos.

La morfología de las NPs fue un parámetro no explorado en este trabajo y que ha sido estudiado anteriormente por [Stanghellini et al. \(2016\)](#). En ese trabajo sólo se toman en cuenta dos tipos de morfología (esférica y asférica), mientras que el trabajo de [Sahai et al. \(2011\)](#) presenta más tipos de morfologías y mejor detalladas (además de presentar un catálogo más grande) que podrían dar un panorama más amplio sobre las posibles correlaciones entre morfología y tipo de polvo.

Entre los parámetros que se buscaron correlacionar con el tipo de polvo están la distribución en la galaxia y la composición química de las NPs. Un parámetro que conjunta ambos es el tipo de Peimbert por lo que es más que posible que exista una correlación entre el tipo de Peimbert y el tipo de polvo. Explorar esto queda pendiente, y el trabajo de [Quireza et al. \(2007\)](#) podría servirnos ya que contiene el catalogo más extenso de NPs con el tipo de Peimbert asignado de una manera homogénea.

Los parámetros de las estrellas centrales de las NPs no han sido tratados en este trabajo, lo que podría hacerse en un trabajo futuro. El reciente trabajo de [Weidmann et al. \(2020\)](#) puede ser útil para esto.

Apéndice A

Espectros de NPs con polvo rico en carbono

En este apéndice se muestran los espectros en el infrarrojo tomados de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer de las nebulosas planetarias con polvo rico en carbono (CRD) en la región comprendida entre 4 y 38 μm , con un acercamiento a la región entre 5 y 14 μm (donde se observan los PAHs).

En cada espectro están indicadas las regiones en las cuales se espera ver algún rasgo. La línea horizontal en 11 μm muestra la región donde puede encontrarse el rasgo asociado a SiC mientras que la de 30 μm muestra la zona donde puede detectarse el rasgo asociado a MgS.

Se indican con \checkmark si se detecta el rasgo, \times si no, y en caso de que el rasgo sea dudoso se indica con un '?'.
'?'

Las franjas azules en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.3 y 12.6 μm indican las regiones donde se espera observar los rasgos asociados a los PAHs. En esta parte del espectro los rasgos de polvo pueden confundirse con líneas de emisión del gas, por los que se ha indicado éstas en cada espectro. Las figuras A.1 y A.2 muestran las diferentes líneas que se han identificado, para objetos con diferentes temperaturas del polvo.

Para determinar si un objeto tiene PAHs se busca que en el espectro se vean al menos tres rasgos bien definidos (se muestra la ausencia o presencia de los mismos en un recuadro azul). En caso de haber sólo uno o dos rasgos de PAHs identificados, se le coloca como dudoso (indicado con $\checkmark?$). Si hay al menos tres rasgos pero ninguno es claro, se coloca en el grupo de los que no es seguro que no tiene PAHs (indicados con $\times?$). Si hay menos de tres rasgos y todos son dudosos asumimos que ese objeto no tiene PAHs.

Los espectros están ordenados de acuerdo a la intensidad de los rasgos de SiC y MgS, se muestran en primer lugar aquellos en los que estos rasgos son más intensos y claros.

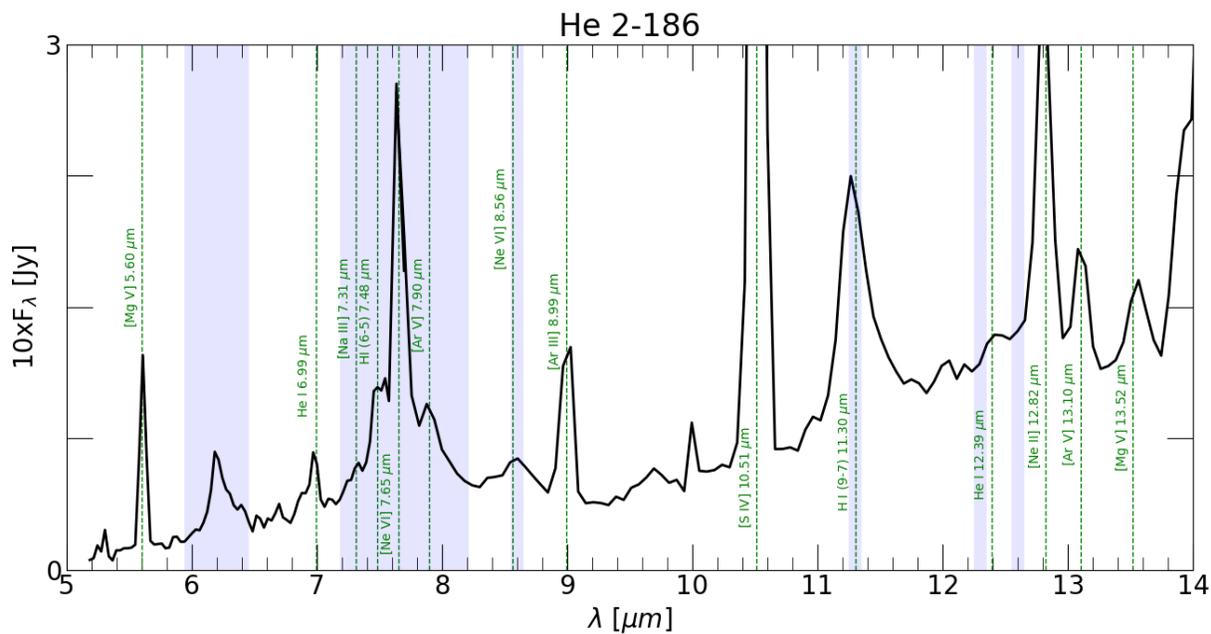


Figura A.1. Espectro donde pueden verse las líneas de emisión del gas, indicadas con líneas verdes discontinuas verticales, a la izquierda de cada línea está indicado el ión del y la longitud de onda en la que está centrada.

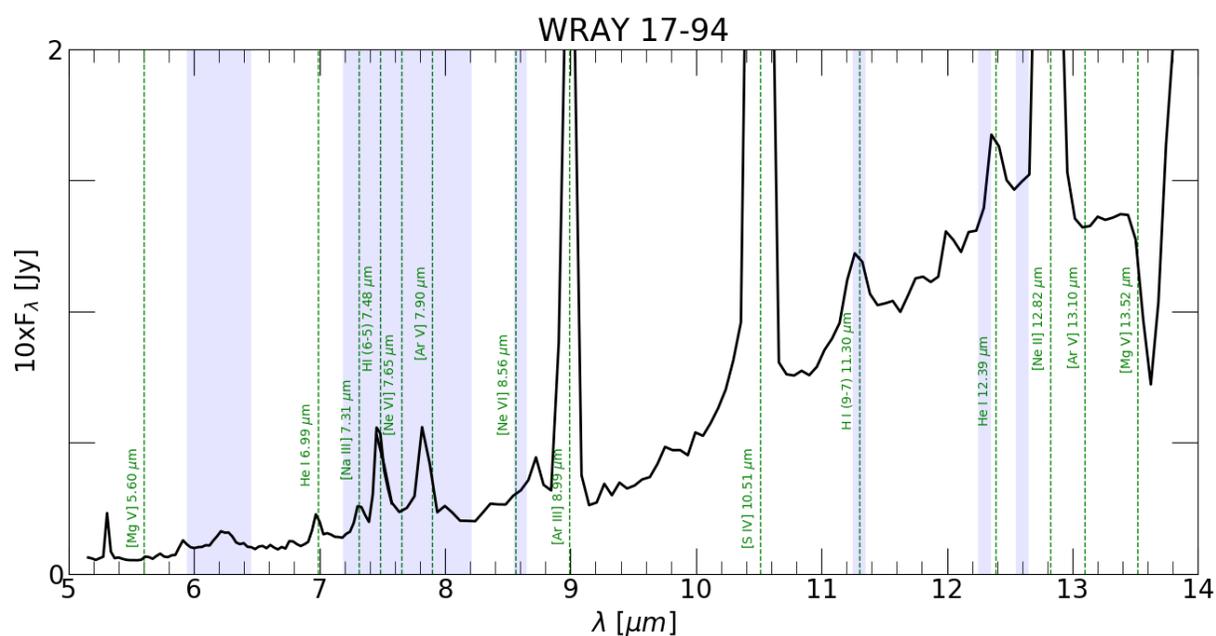


Figura A.2. Espectro donde pueden verse las líneas de emisión del gas, indicadas con líneas verdes discontinuas verticales, a la izquierda de cada línea está indicado el ión del y la longitud de onda en la que está centrada.

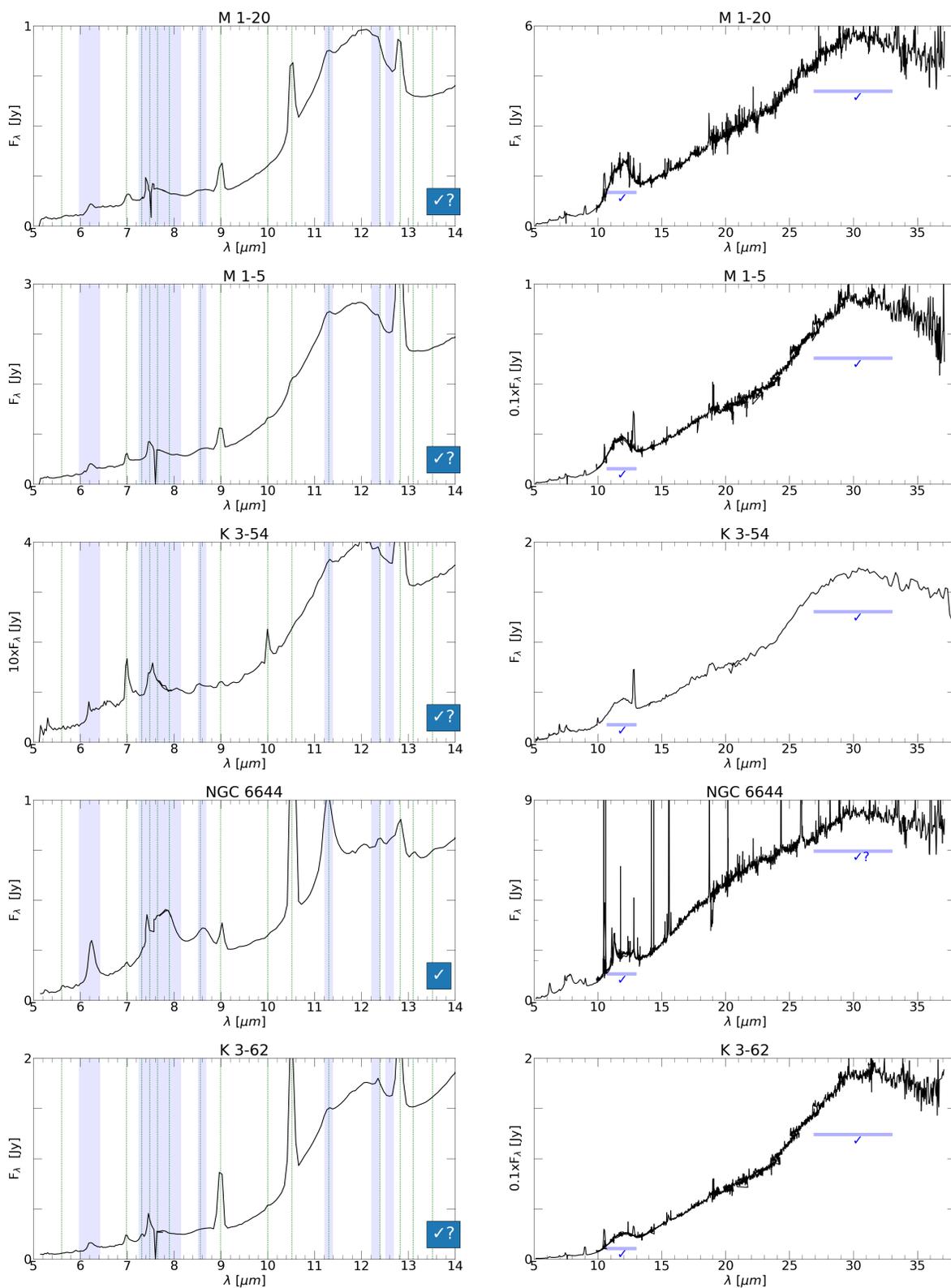


Figura A.3. Espectros de NPs con CRD. Continúa en la siguiente página.

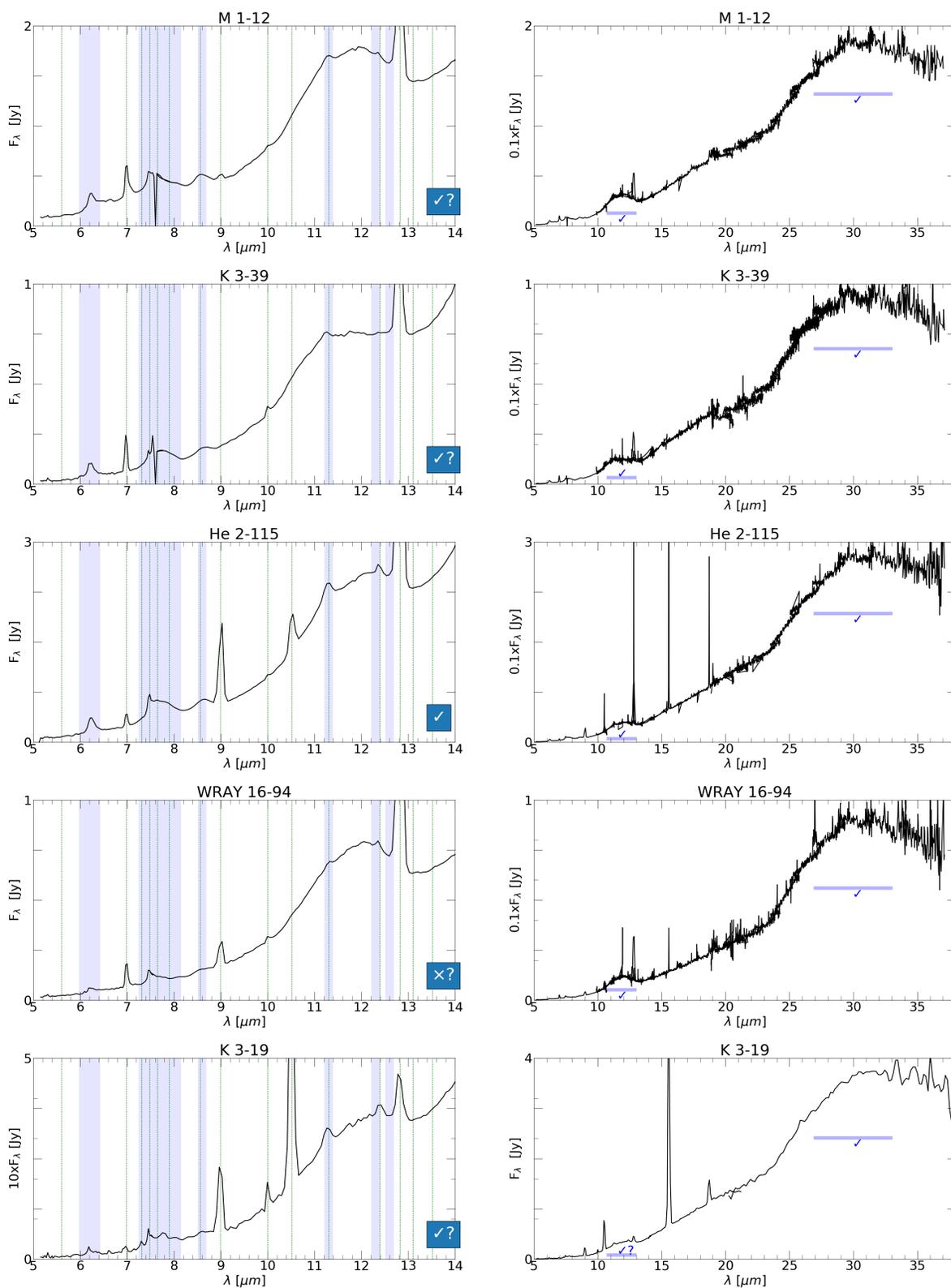


Figura A.4. Espectros de NPs con CRD. Continuación.

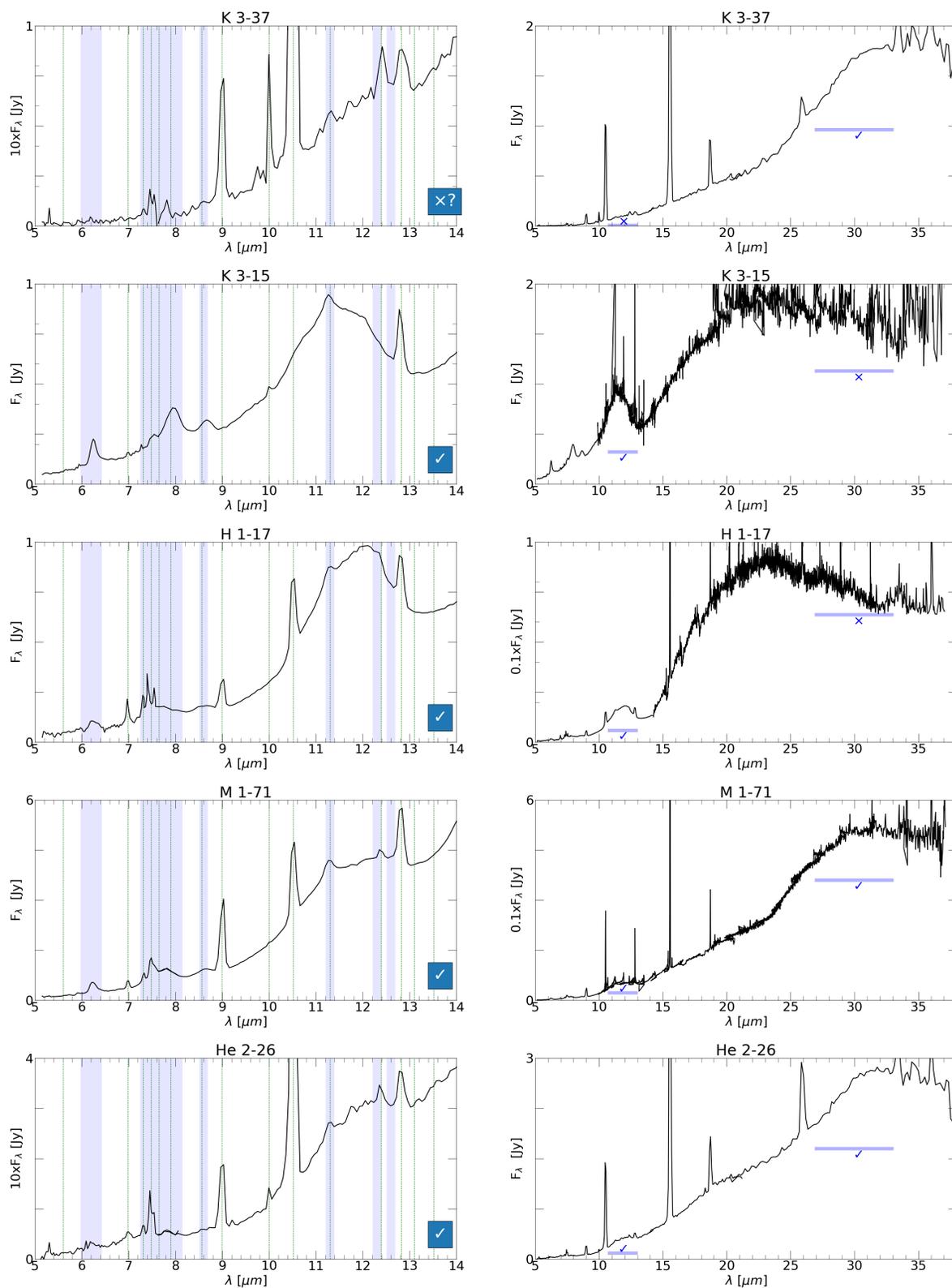


Figura A.5. Espectros de NPs con CRD. Continuación.

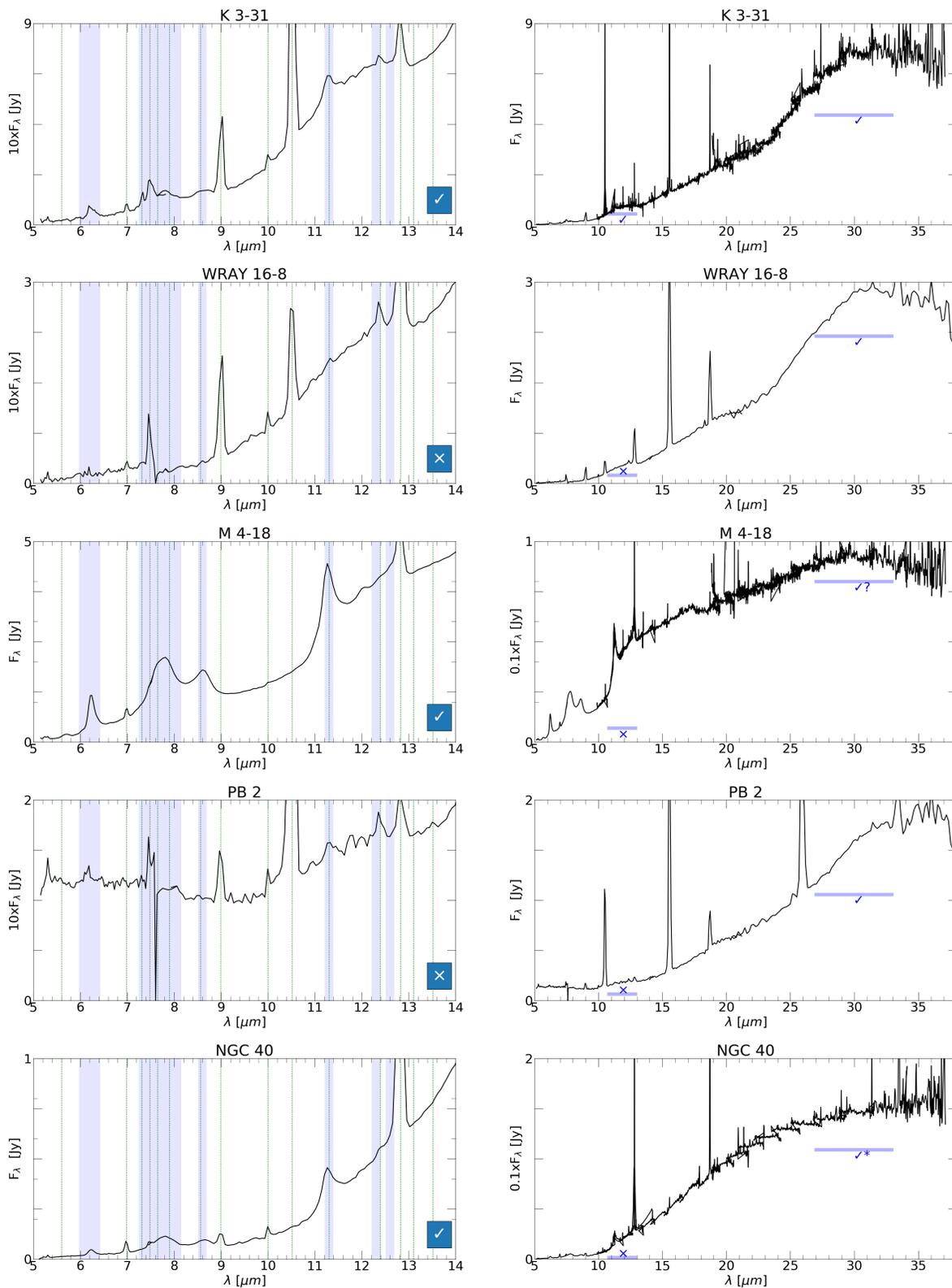


Figura A.6. Espectros de NPs con CRD. Continuación. En NGC 40 la identificación del rasgo de MgS se basó en la identificación previa hecha con datos de ISO en [Hony et al. \(2002\)](#).

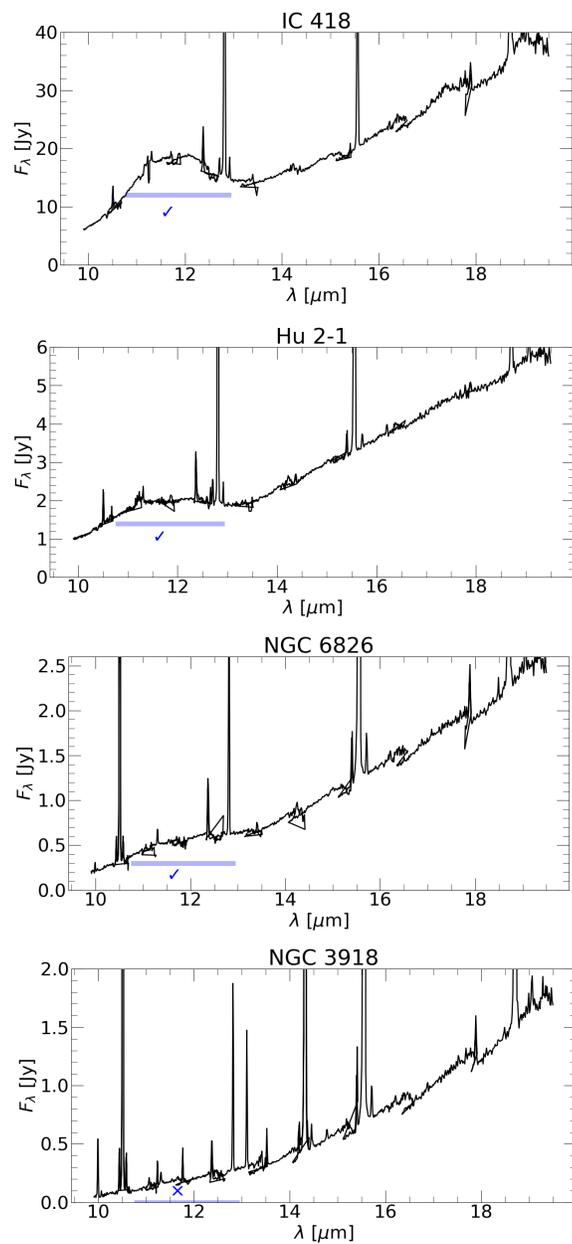


Figura A.7. Espectros de NPs con CRD. Continuación. En NGC 3918 la identificación del rasgo de MgS se basó en la identificación previa hecha con datos de ISO en [Hony et al. \(2002\)](#)

Espectros de NPs con polvo mixto (con rasgos de PAH y silicatos cristalinos y/o amorfos)

En este apéndice se muestran los espectros en el infrarrojo tomados de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer de las nebulosas planetarias con polvo mixto (MD) en la región comprendida entre 4 y 38 μm , con un acercamiento a la región entre 5 y 14 μm (donde se observan los PAHs).

En cada espectro están indicadas las regiones en las cuales se espera ver algún rasgo. Las líneas horizontales en 23, 28 y 33 μm muestran las regiones donde puede encontrarse los rasgos asociados a los silicatos cristalinos mientras que la de 30 μm muestra la zona donde puede detectarse el rasgo asociado a MgS. Las líneas rojas en 23, 28 y 33 μm indican los lugares donde se espera ver los rasgos asociados a los silicatos cristalinos. Para evitar confusiones entre la presencia del rasgo asociado a los silicatos amorfos y el rasgo asociado al SiC, los cuales son muy cercanos entre sí, no se ha colocado ningún indicador en el lugar donde se espera la presencia del rasgo asociado a los silicatos amorfos (alrededor de los 10 μm)

Se indican con \checkmark si se detecta el rasgo, \times si no, y en caso de que el rasgo sea dudoso se indica con un '?', tanto para los silicatos cristalinos como para los amorfos.

La identificación del rasgo asociado a los silicatos amorfos alrededor de los 18 μm tiene el problema de que en esa zona se unen los espectros de Spitzer, por lo que somos más estrictos a la hora de identificar este rasgo. Se identifica con un $\times??$ en los espectros que no nos queda tan claro que no tengan el rasgo.

Las franjas azules en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.3 y 12.6 μm indican las regiones donde se espera observar los rasgos asociados a los PAHs. En esta parte del espectro los rasgos de polvo pueden

confundirse con líneas de emisión del gas, por los que se ha indicado éstas en cada espectro. Las figuras A.1 y A.2 muestran las diferentes líneas que se han identificado, para objetos con diferentes temperaturas del polvo.

Para determinar si un objeto tiene PAHs se busca que en el espectro se vean al menos tres rasgos bien definidos (se muestra la ausencia o presencia de los mismos en un recuadro azul). En caso de haber sólo uno o dos rasgos de PAHs identificados, se le coloca como dudoso (indicado con ✓?). Si hay al menos tres rasgos pero ninguno es claro, se coloca en el grupo de los que no es seguro que no tiene PAHs (indicados con ✗?). Si hay menos de tres rasgos y todos son dudosos asumimos que ese objeto no tiene PAHs.

Los espectros están ordenados de acuerdo a la intensidad de los rasgos de silicatos cristalinos y amorfos, se muestran en primer lugar aquellos en los que éstos rasgos son más intensos y claros.

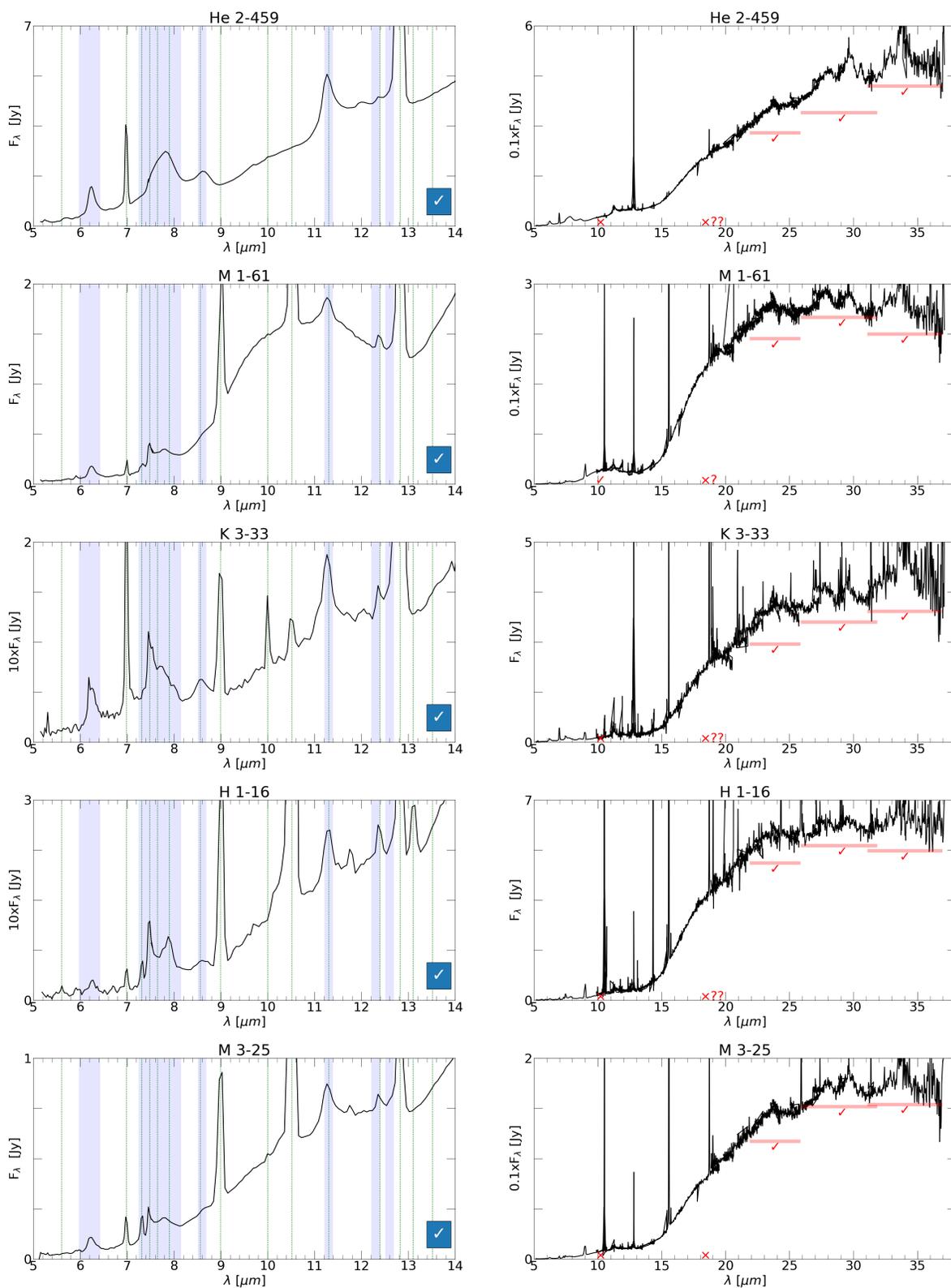


Figura B.1. Espectros de NPs con MD. Continúa en las siguiente página.

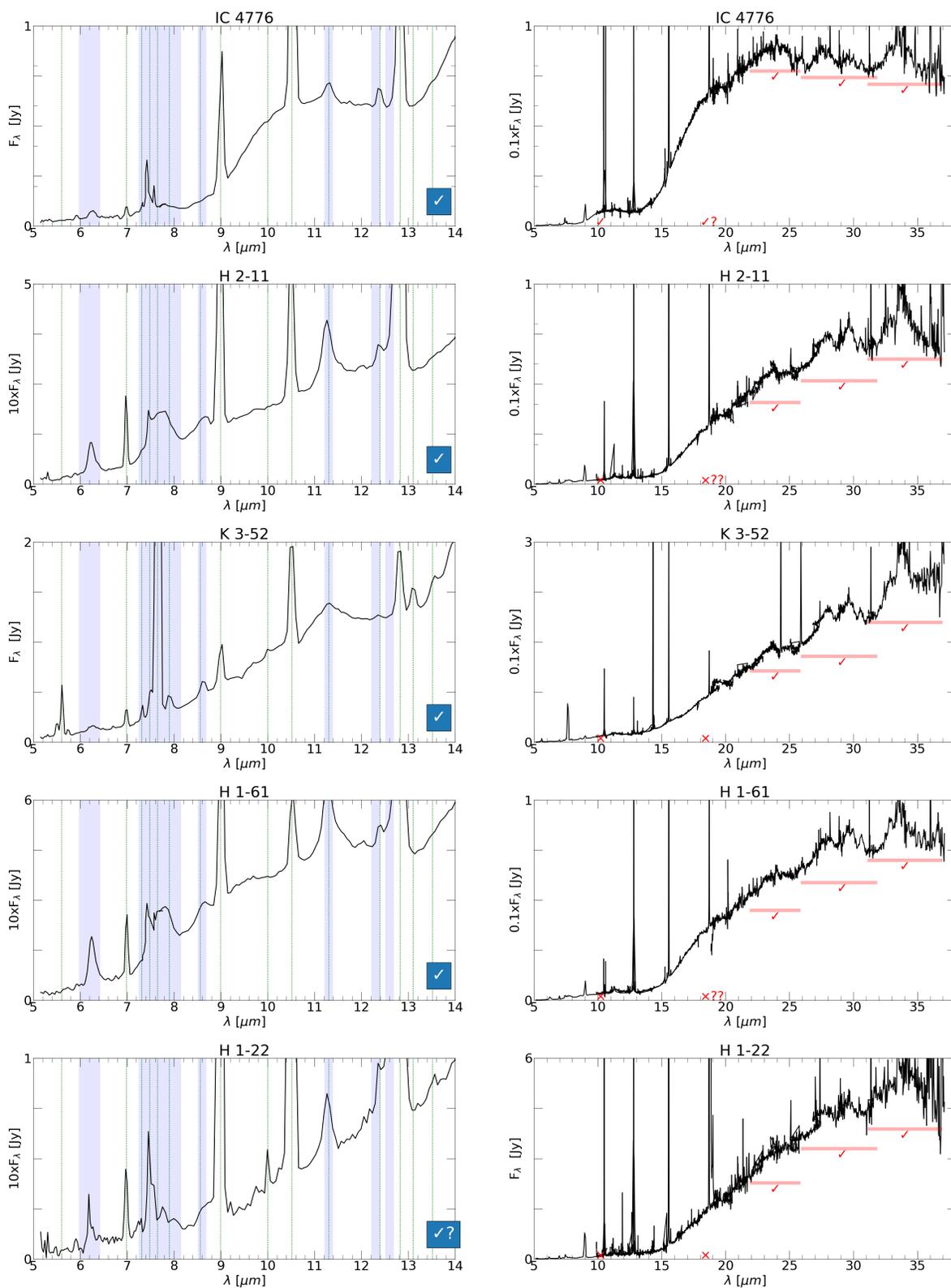


Figura B.2. Espectros de NPs con MD. Continuación.

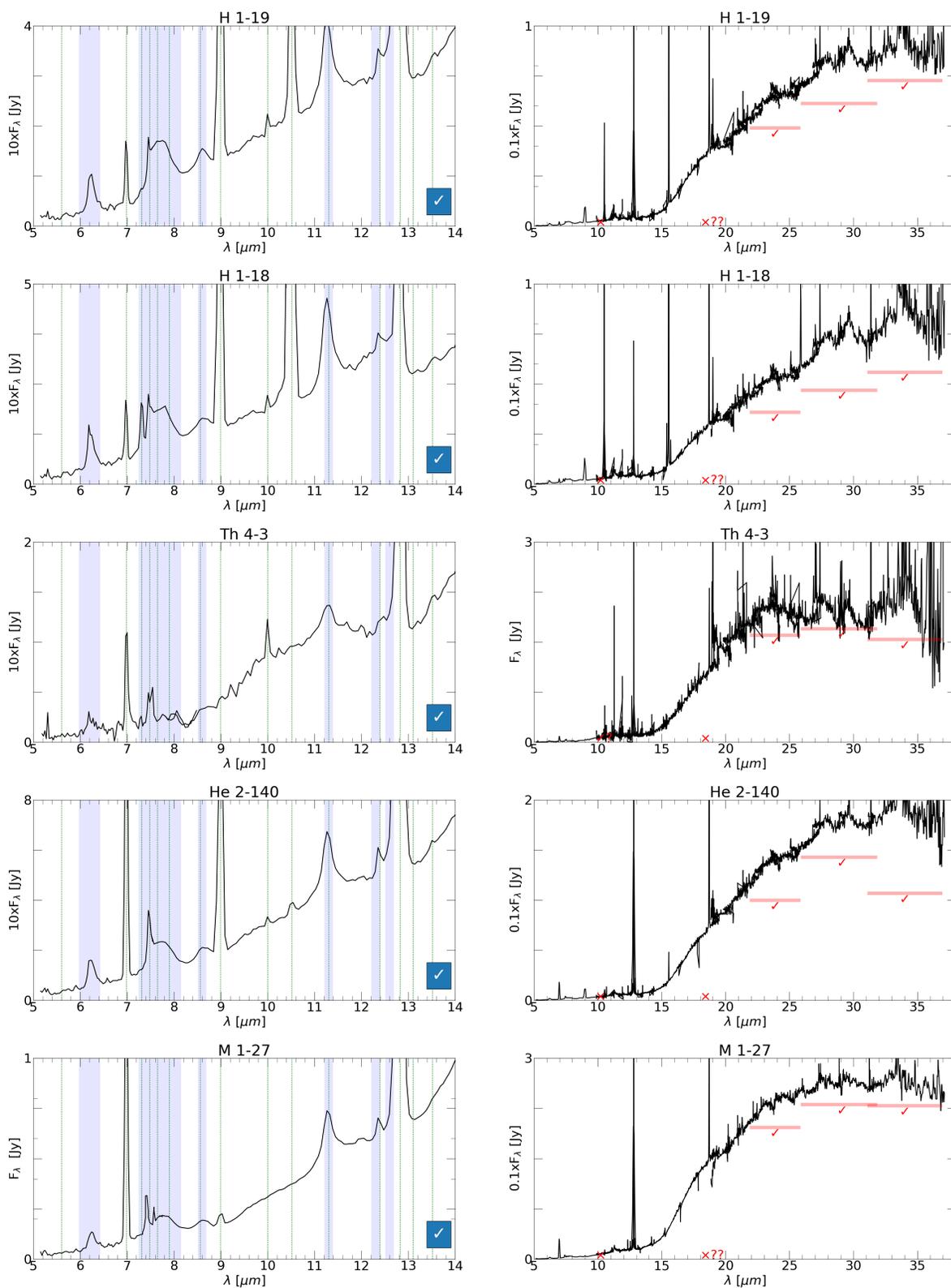


Figura B.3. Espectros de NPs con MD. Continuación.

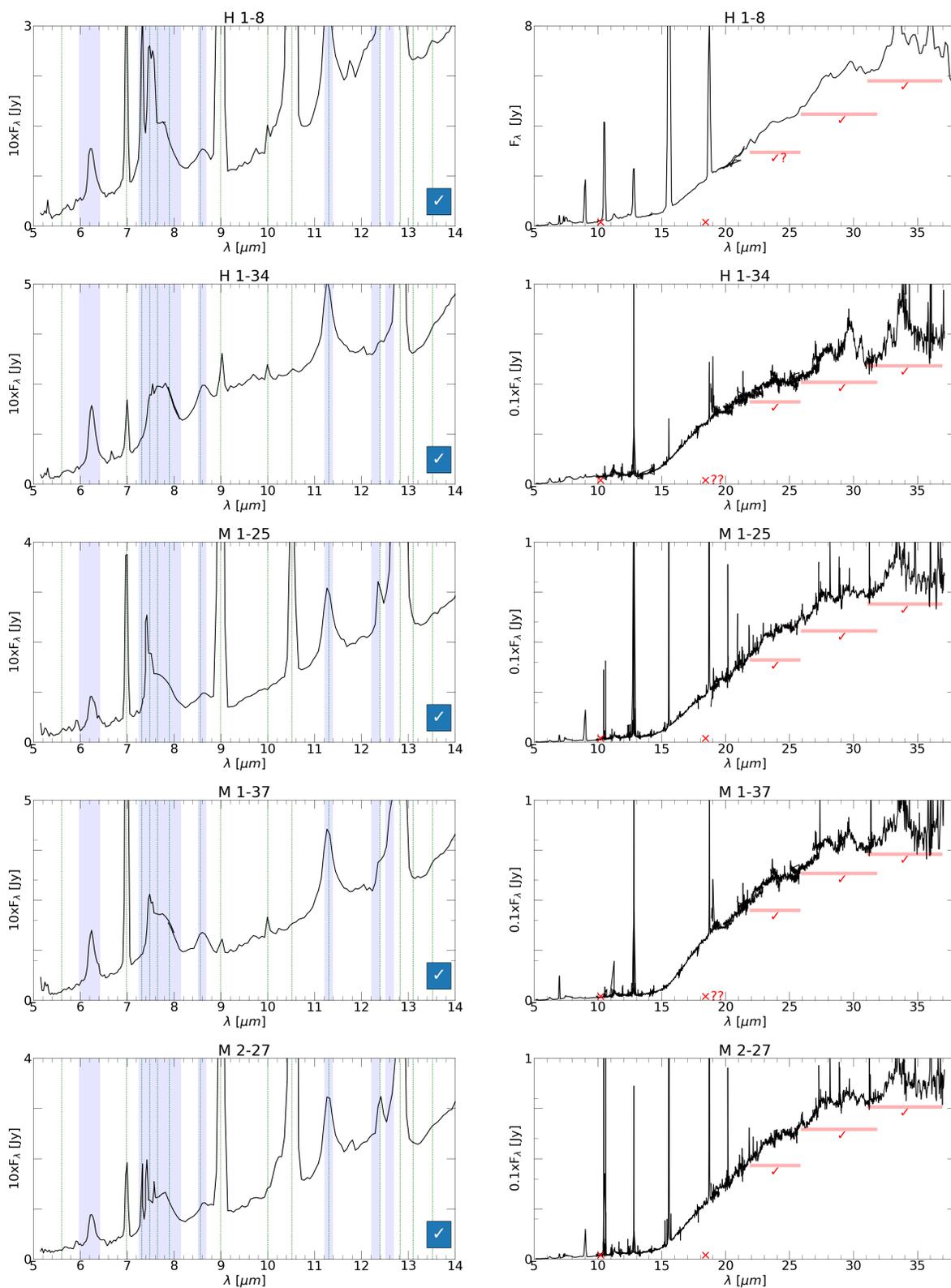


Figura B.4. Espectros de NPs con MD. Continuación.

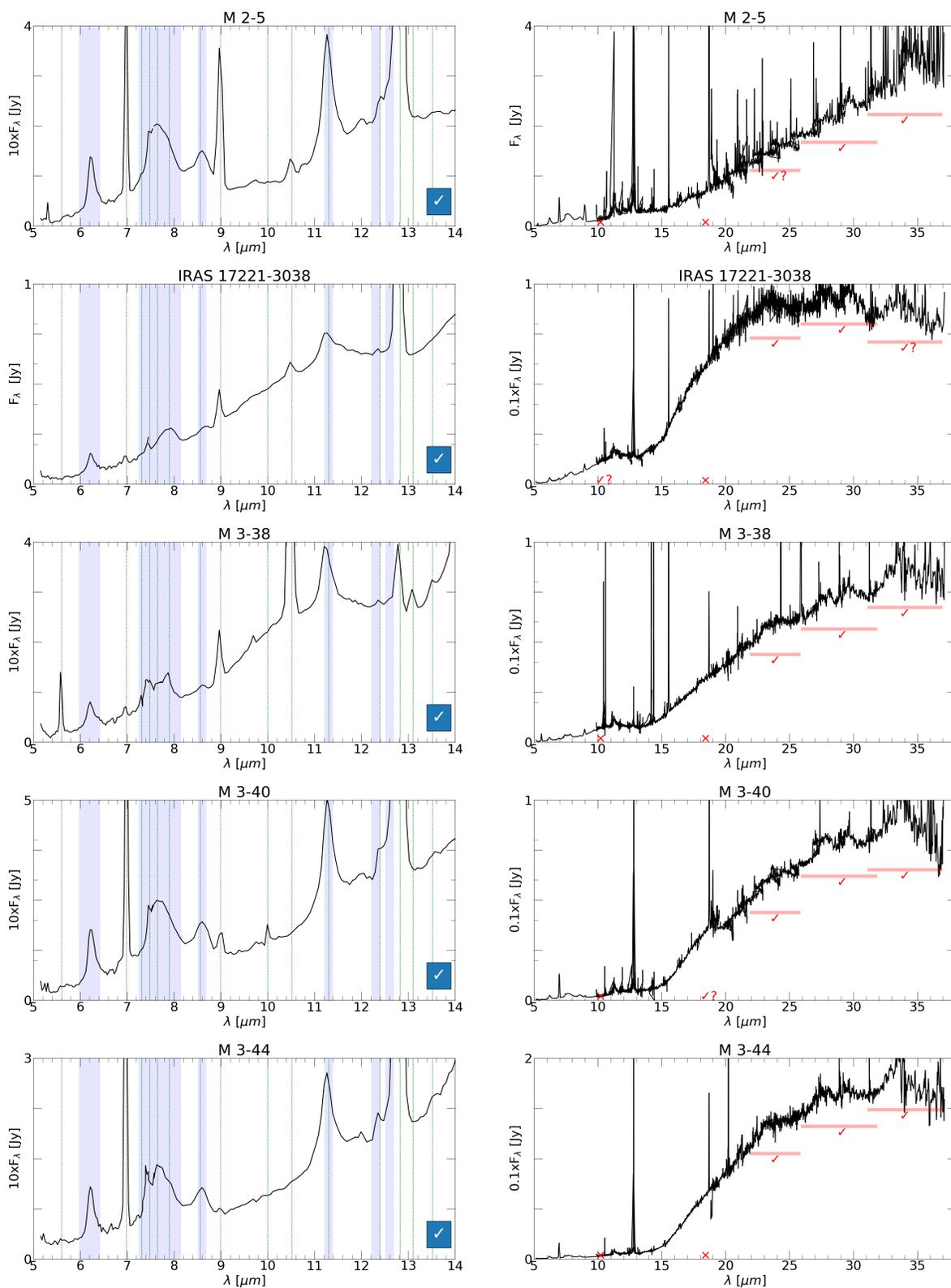


Figura B.5. Espectros de NPs con MD. Continuación.

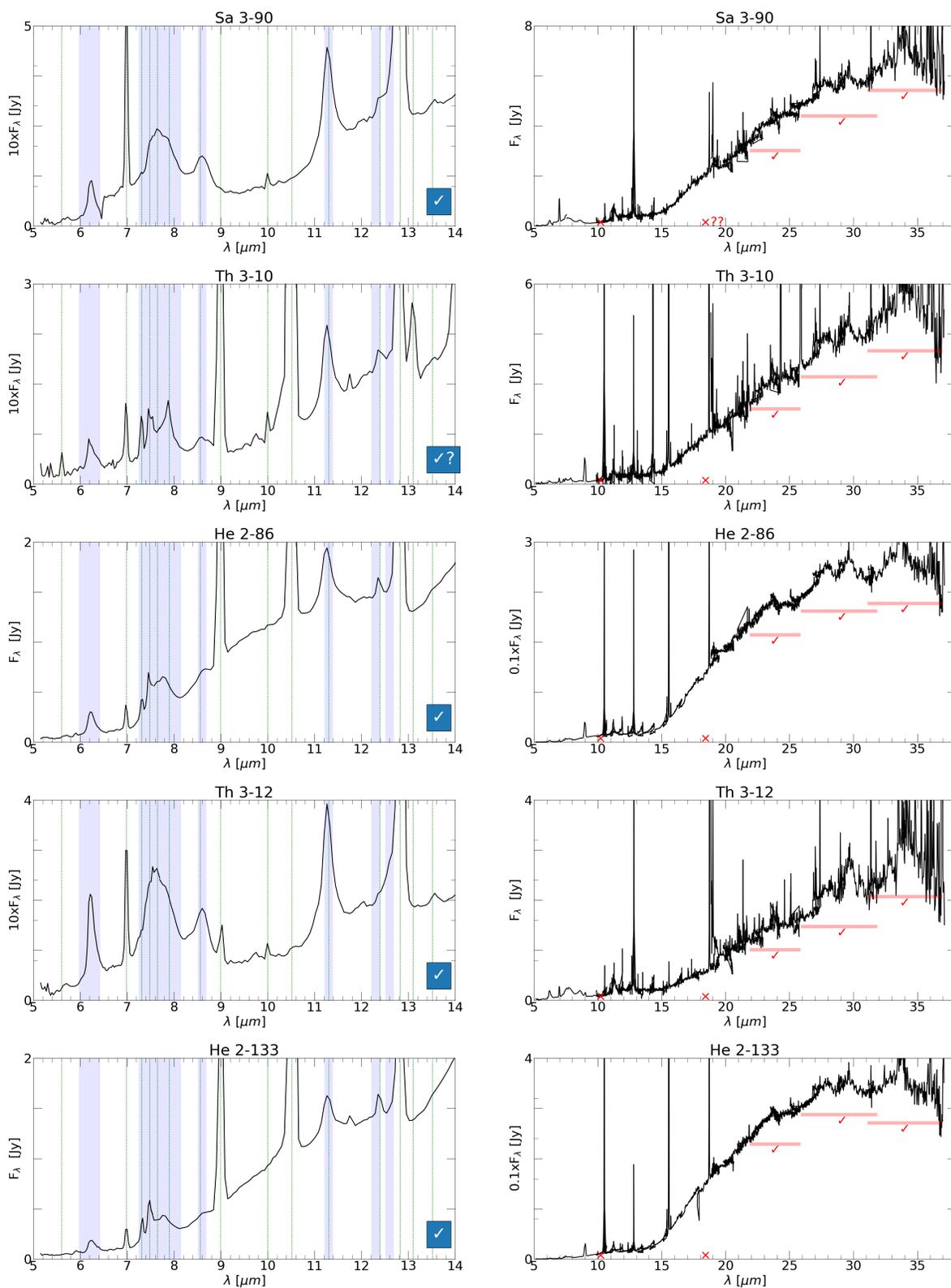


Figura B.6. Espectros de NPs con MD. Continuación.

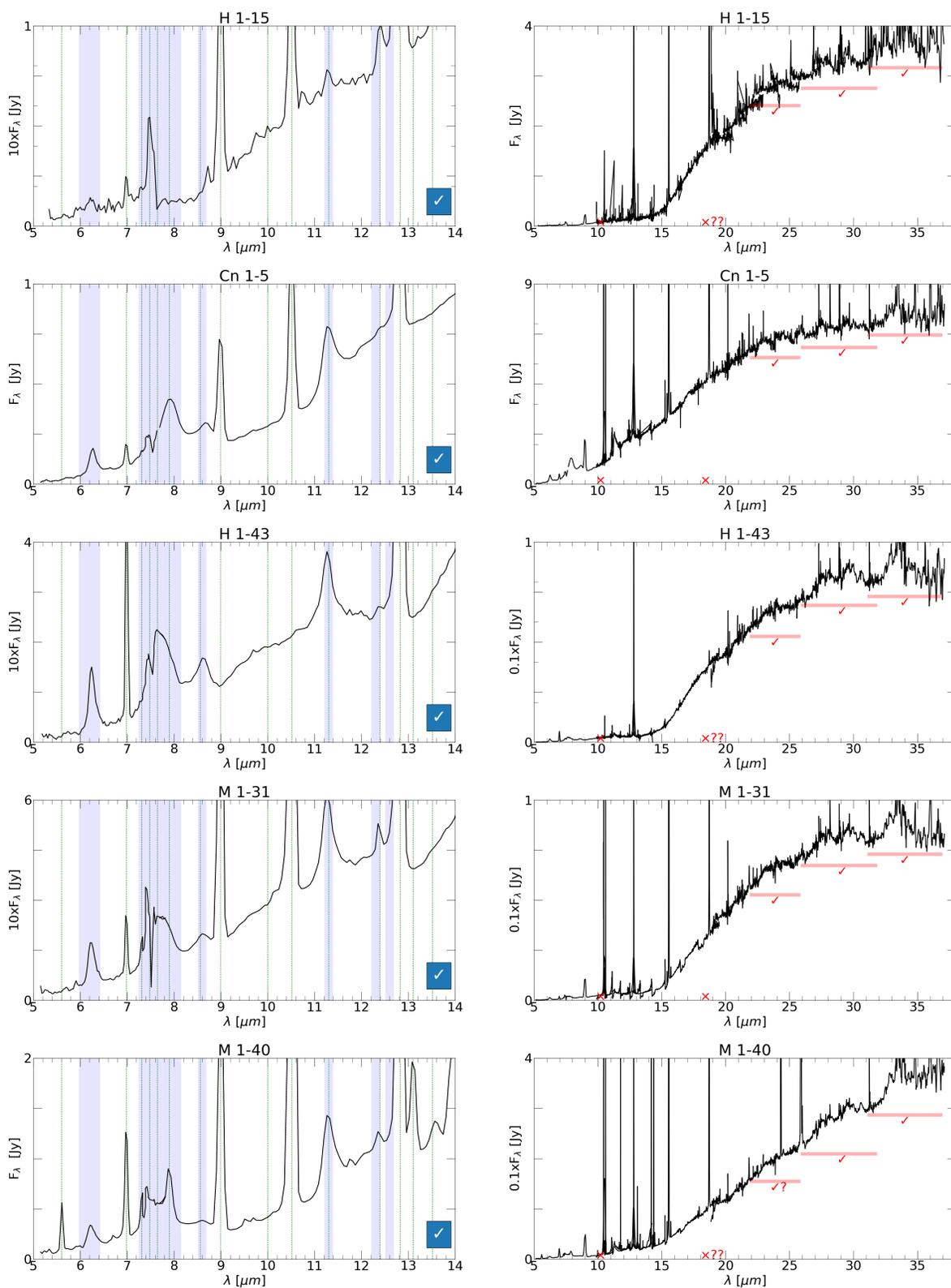


Figura B.7. Espectros de NPs con MD. Continuación.

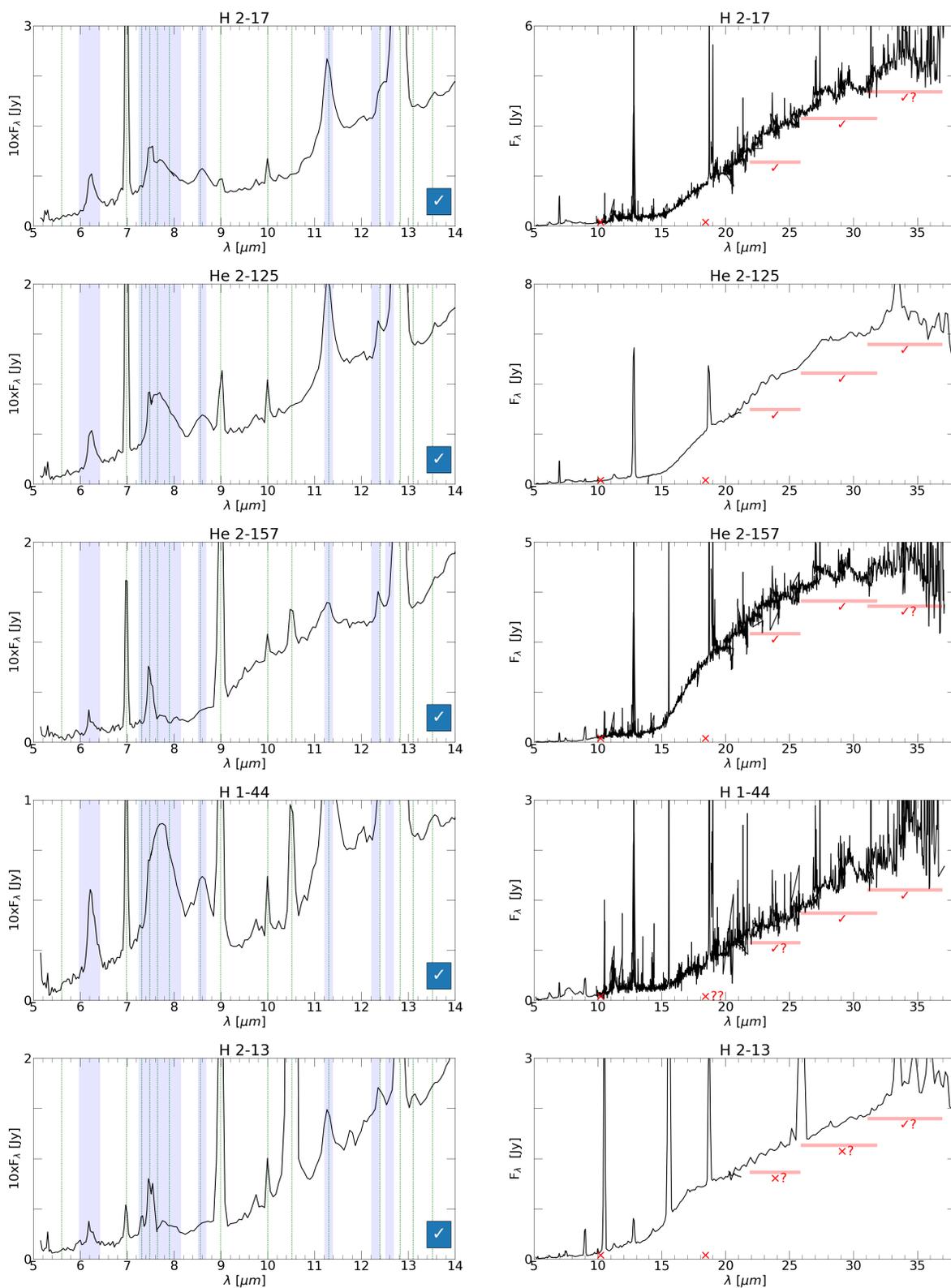


Figura B.8. Espectros de NPs con MD. Continuación.

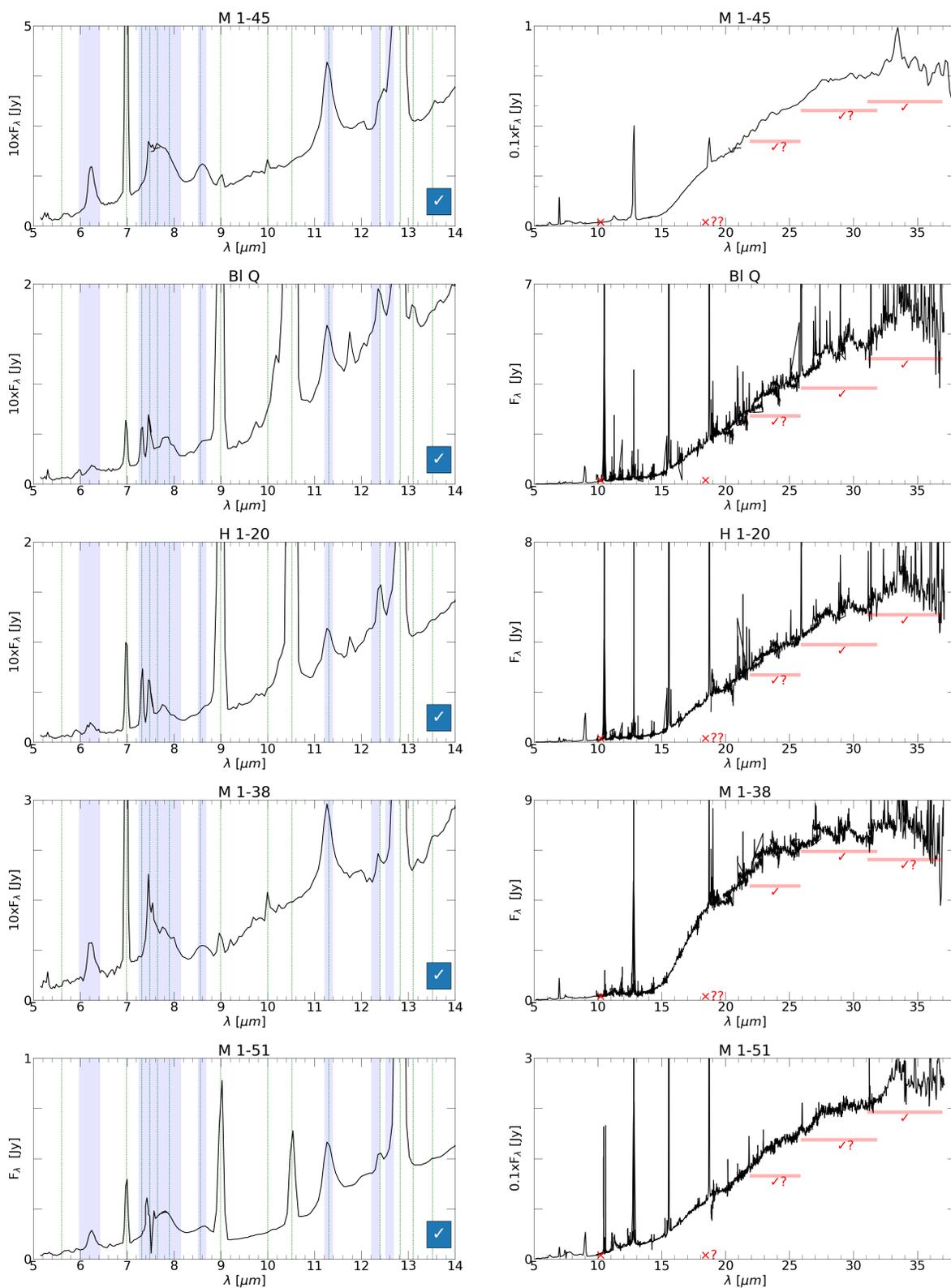


Figura B.9. Espectros de NPs con MD. Continuación.

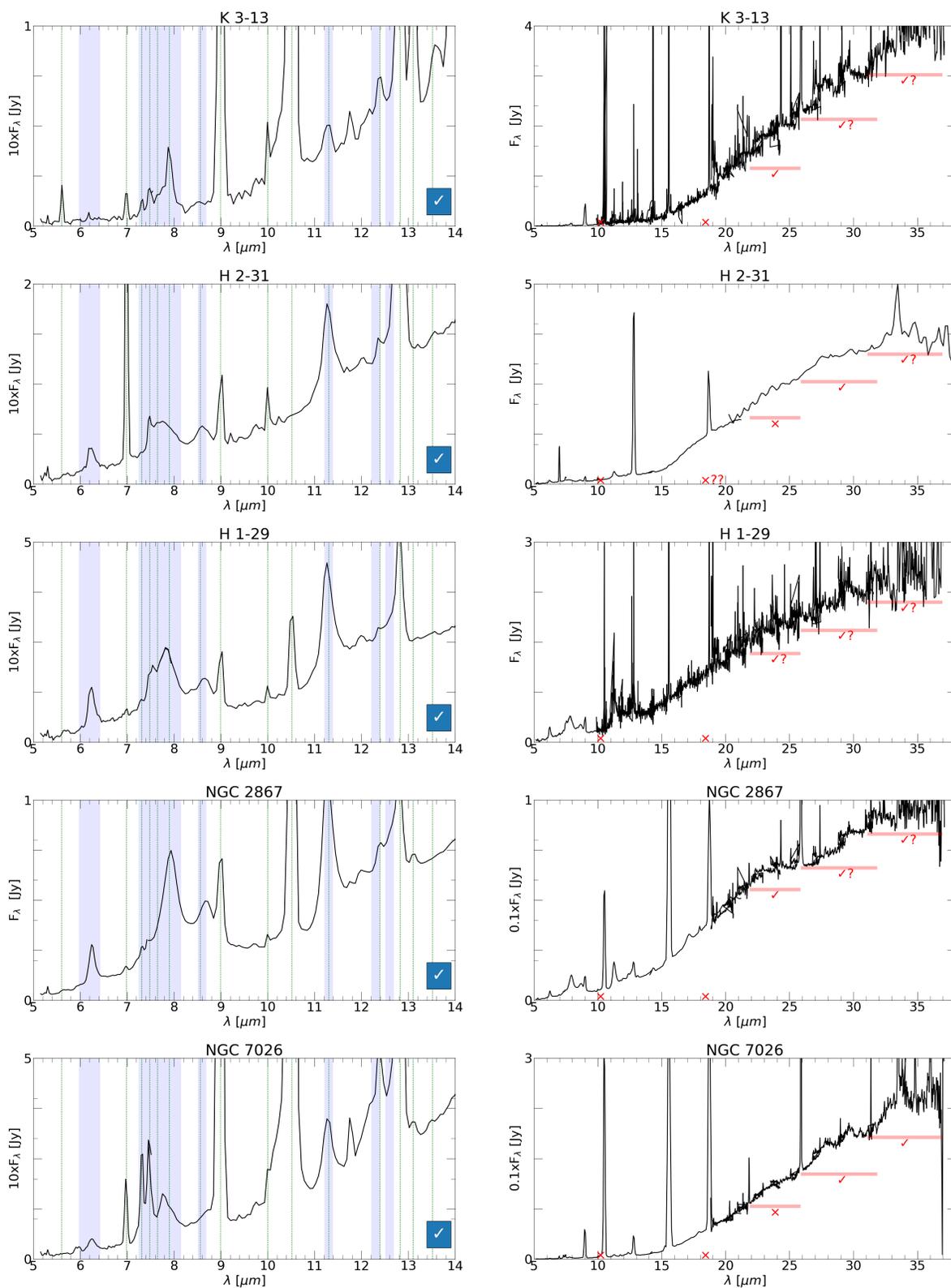


Figura B.10. Espectros de NPs con MD. Continuación.

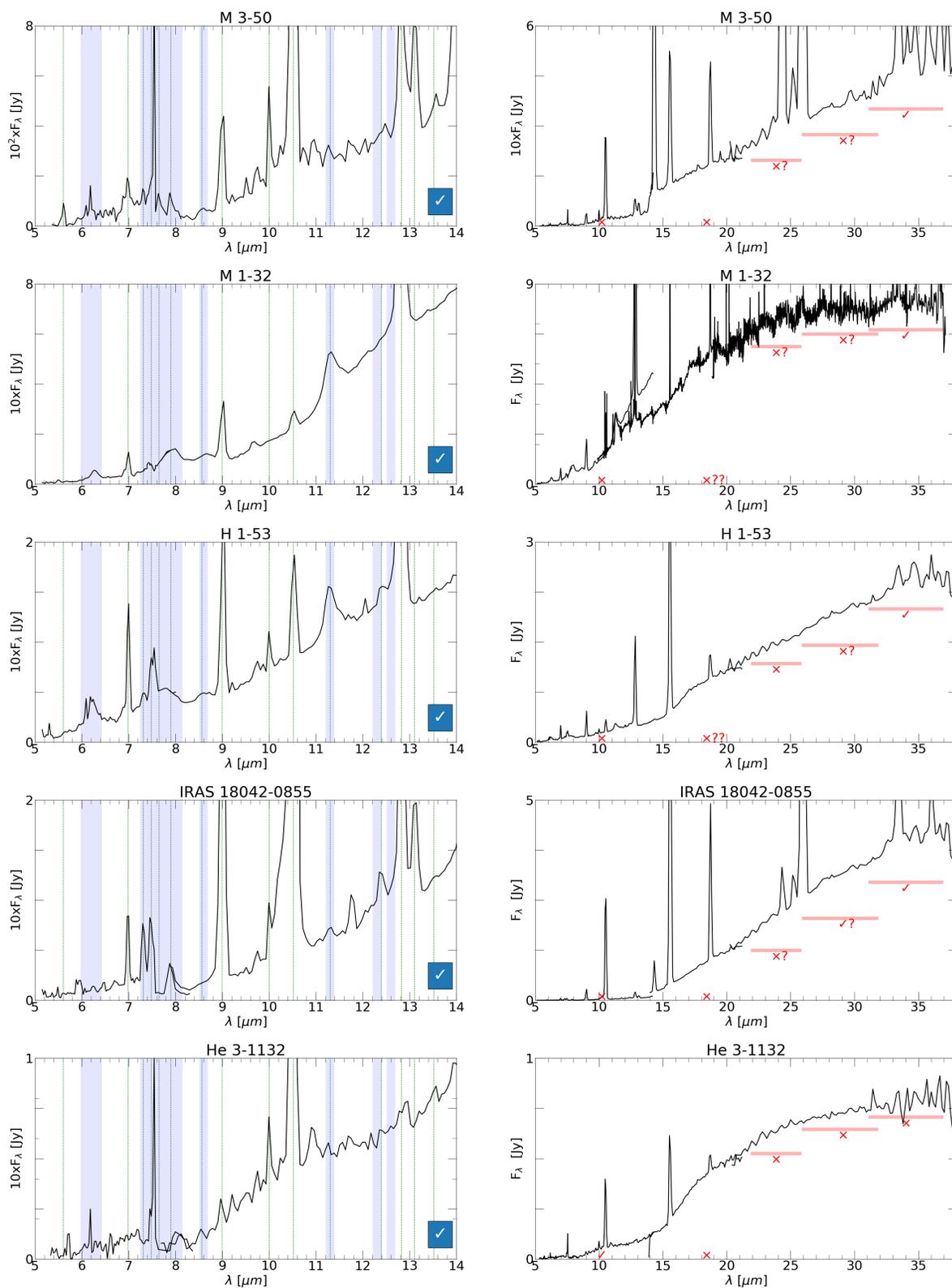


Figura B.11. Espectros de NPs con MD. Continuación.

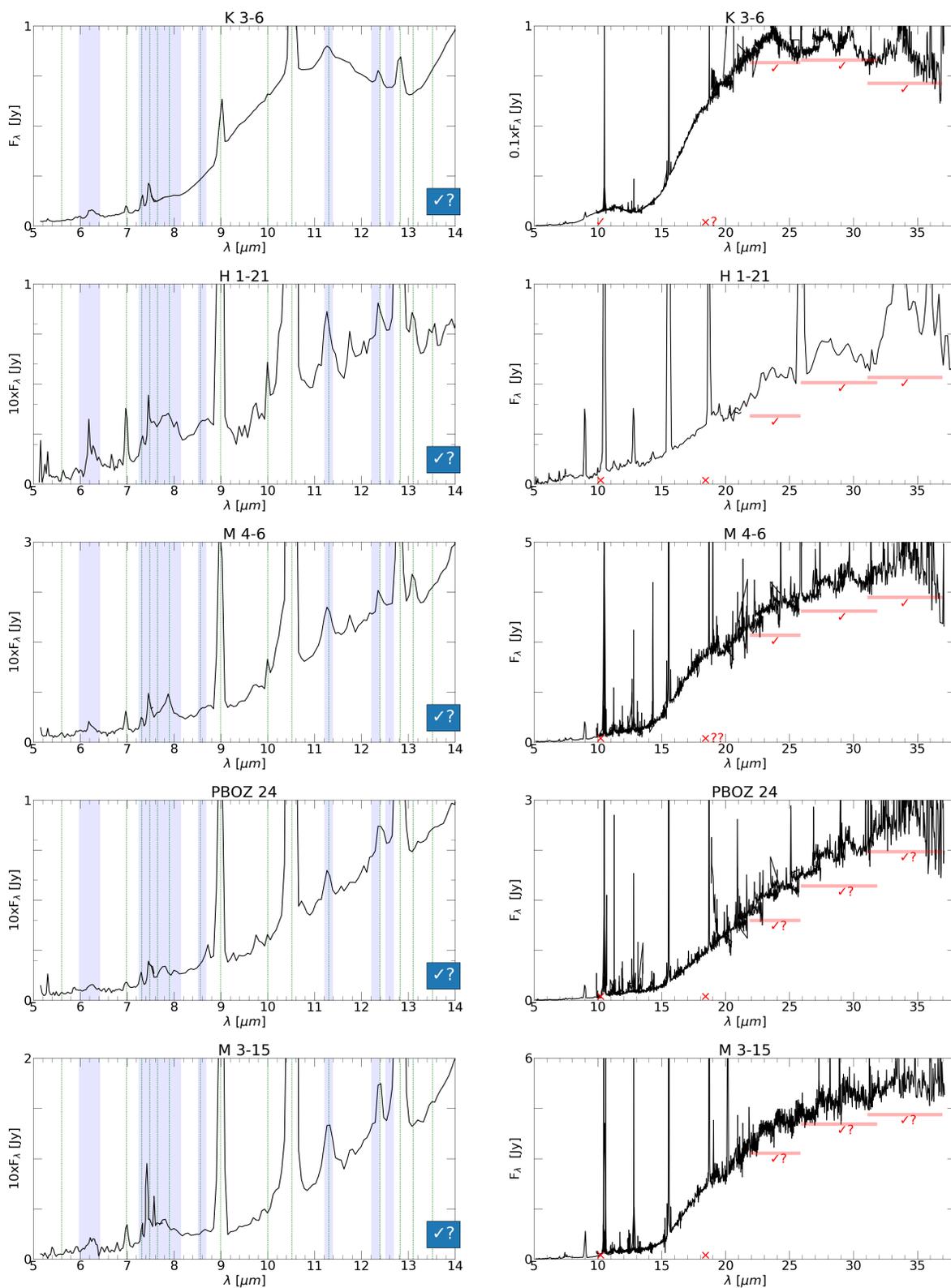


Figura B.12. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos). Continuación.

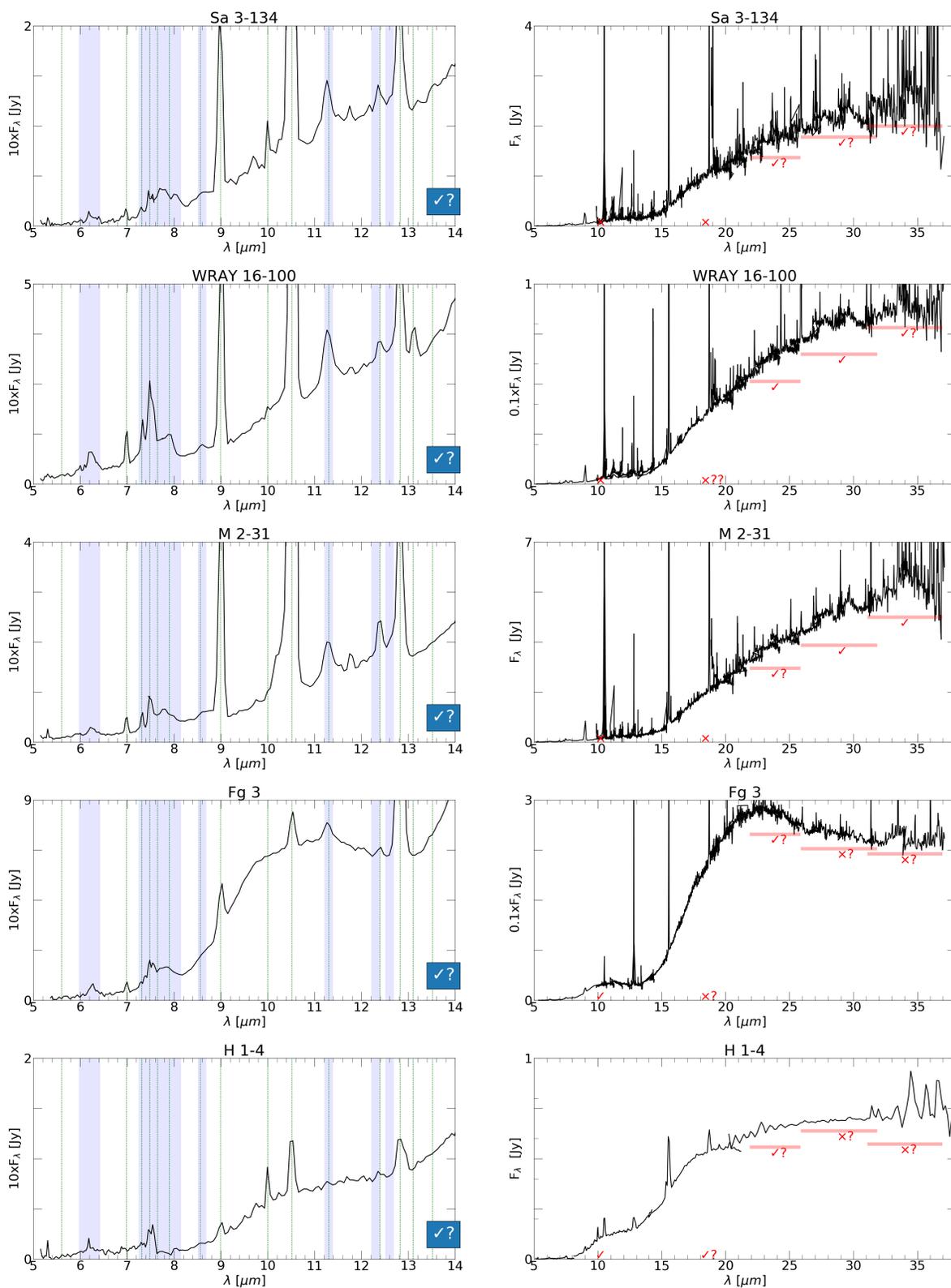


Figura B.13. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos). Continuación.

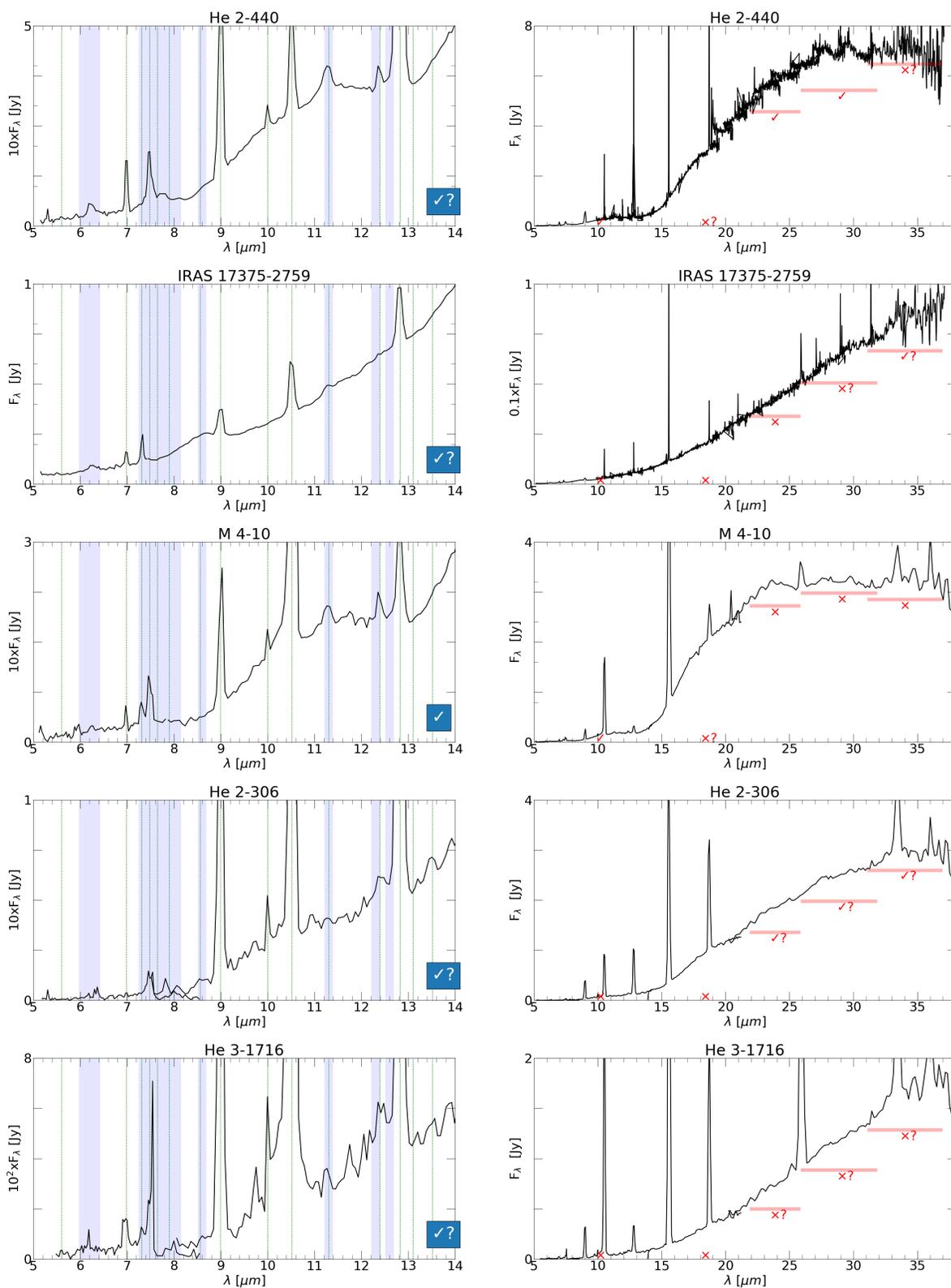


Figura B.14. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos). Continuación.

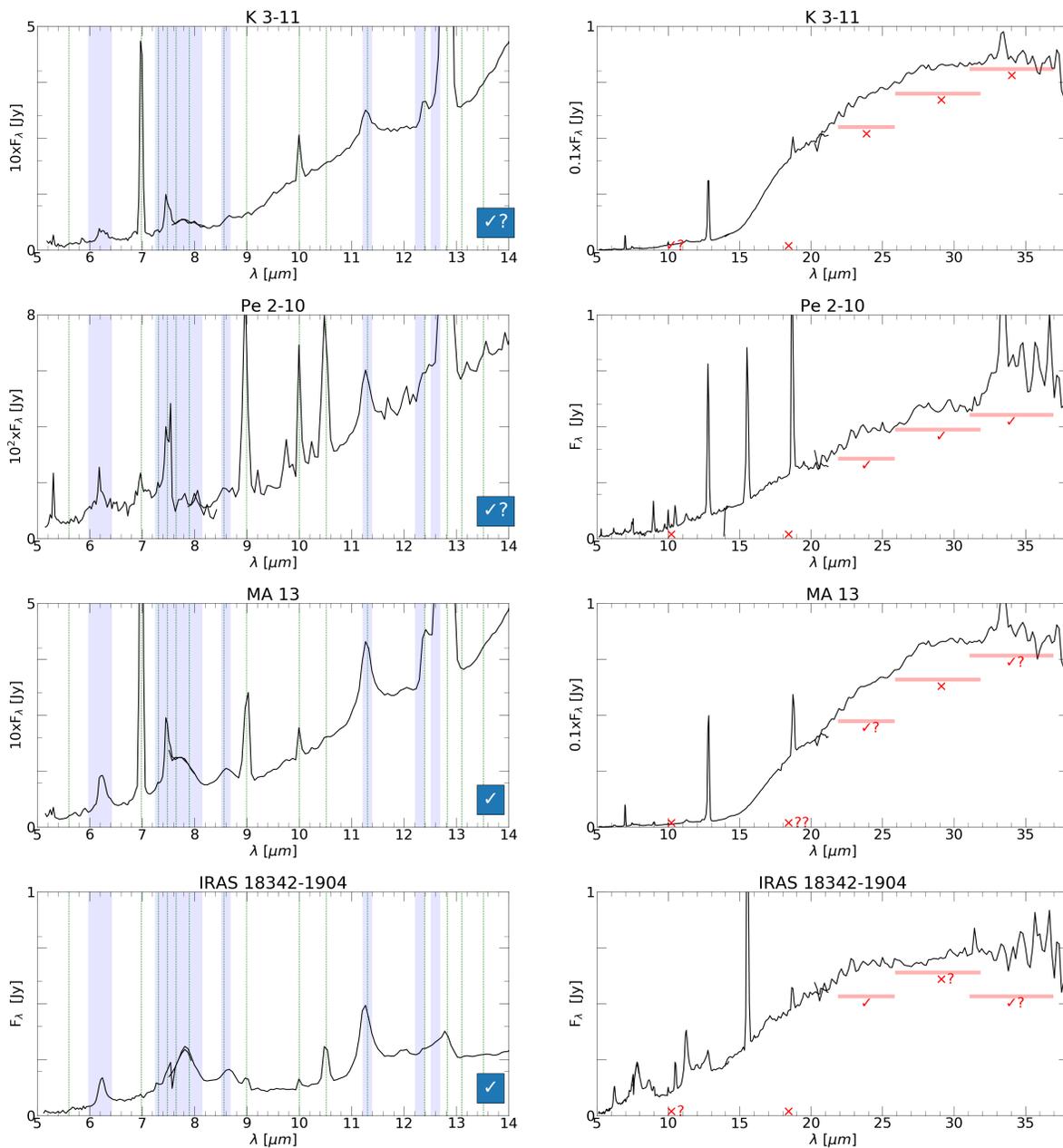


Figura B.15. Espectros de NPs con MD (Rasgos dudosos). Continuación.

Espectros de NPs con polvo rico en oxígeno (con rasgos de silicatos cristalinos y/o amorfos)

En este apéndice se muestran los espectros en el infrarrojo tomados de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer de las nebulosas planetarias con polvo rico en oxígeno (ORD) en la región comprendida entre 4 y 38 μm , con un acercamiento a la región entre 5 y 14 μm (donde se observan los PAHs).

En cada espectro están indicadas las regiones en las cuales se espera ver algún rasgo. Las líneas horizontales en 23, 28 y 33 μm muestran las regiones donde puede encontrarse los rasgos asociados a los silicatos cristalinos mientras que la de 30 μm muestra la zona donde puede detectarse el rasgo asociado a MgS. Las líneas rojas en 23, 28 y 33 μm indican los lugares donde se espera ver los rasgos asociados a los silicatos cristalinos. Para evitar confusiones entre la presencia del rasgo asociado a los silicatos amorfos y el rasgo asociado al SiC, los cuales son muy cercanos entre sí, no se ha colocado ningún indicador en el lugar donde se espera la presencia del rasgo asociado a los silicatos amorfos (alrededor de los 10 μm)

Se indican con \checkmark si se detecta el rasgo, \times si no, y en caso de que el rasgo sea dudoso se indica con un '?', tanto para los silicatos cristalinos como para los amorfos.

Las franjas azules en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.3 y 12.6 μm indican las regiones donde se espera observar los rasgos asociados a los PAHs. En esta parte del espectro los rasgos de polvo pueden confundirse con líneas de emisión del gas, por los que se ha indicado éstas en cada espectro. Las figuras A.1 y A.2 muestran las diferentes líneas que se han identificado, para objetos con diferentes temperaturas del polvo.

Para determinar si un objeto tiene PAHs se busca que en el espectro se vean al menos tres rasgos

bien definidos (se muestra la ausencia o presencia de los mismos en un recuadro azul). En caso de haber sólo uno o dos rasgos de PAHs identificados, se le coloca como dudoso (indicado con ✓?). Si hay al menos tres rasgos pero ninguno es claro, se coloca en el grupo de los que no es seguro que no tiene PAHs (indicados con ✗?). Si hay menos de tres rasgos y todos son dudosos asumimos que ese objeto no tiene PAHs.

Los espectros están ordenados de acuerdo primero a la intensidad y claridad de los rasgos de silicatos cristalinos. Luego están presentados los objetos que no tienen, o son pocos intensos, rasgos de silicatos cristalinos pero sí tienen rasgos de silicatos amorfos. Estos espectros están ordenados de acuerdo a la intensidad de los rasgos de silicatos amorfos.

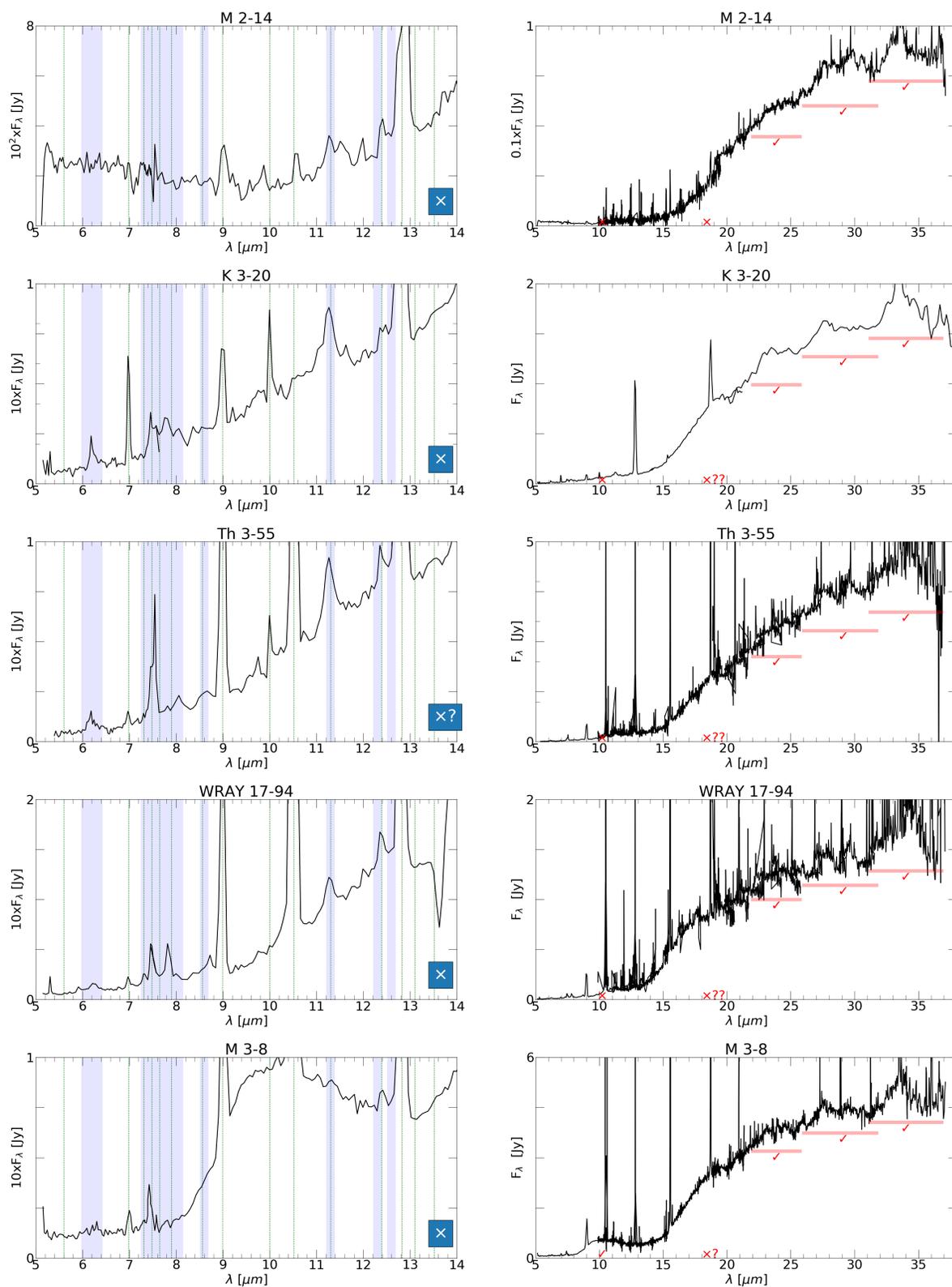


Figura C.1. Espectros de NPs con ORD. Continúa en la página siguiente.

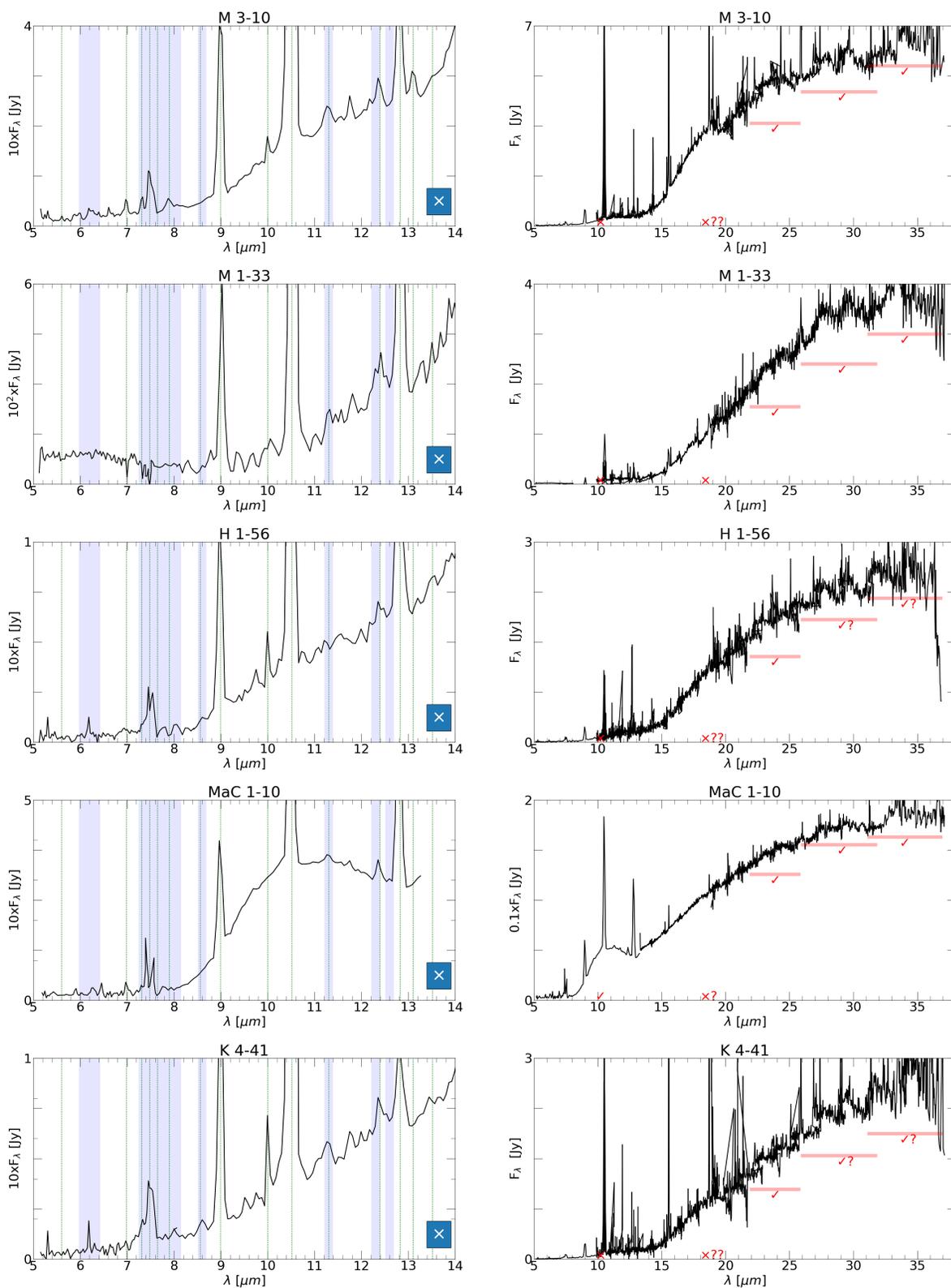


Figura C.2. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

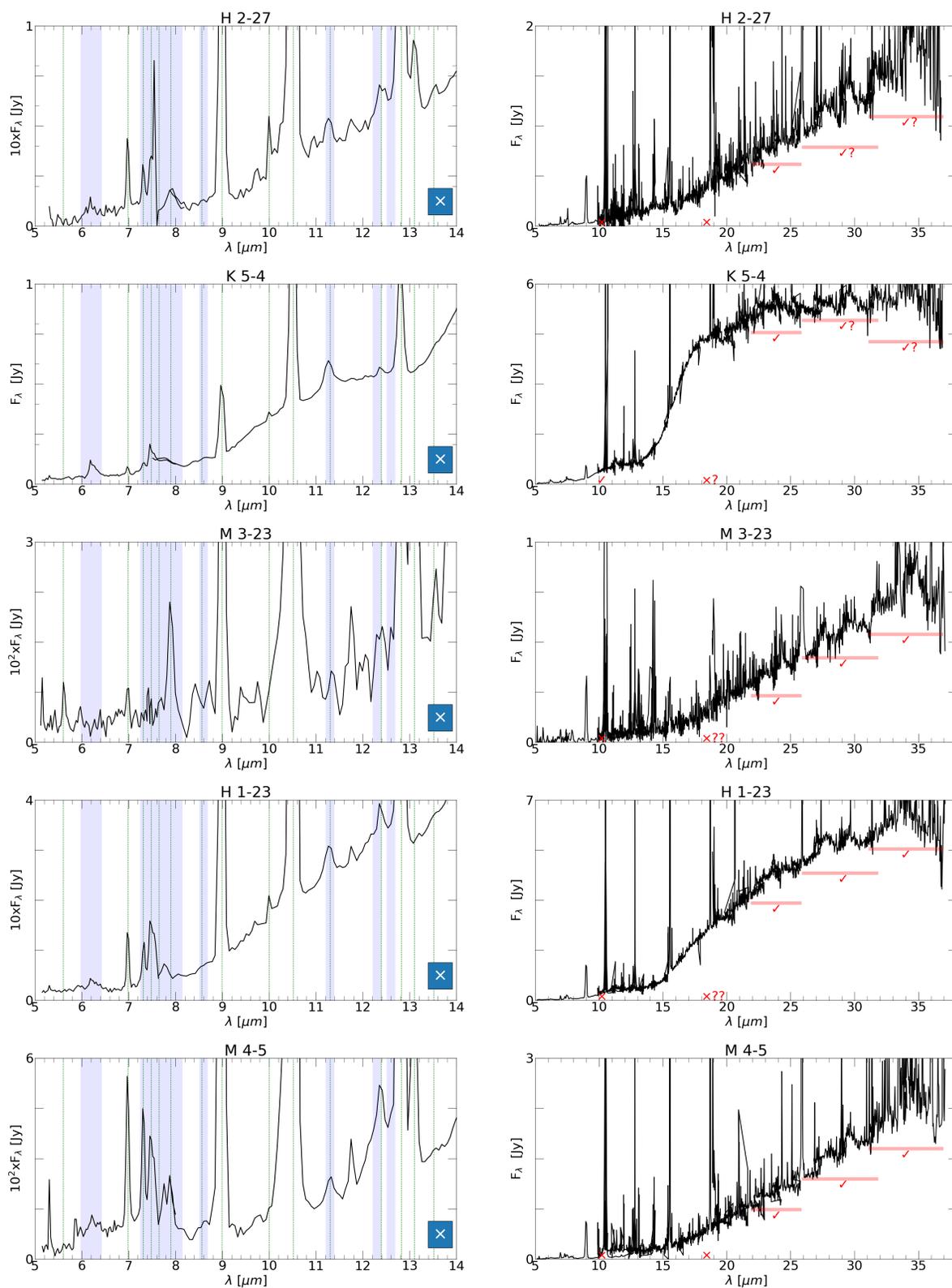


Figura C.3. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

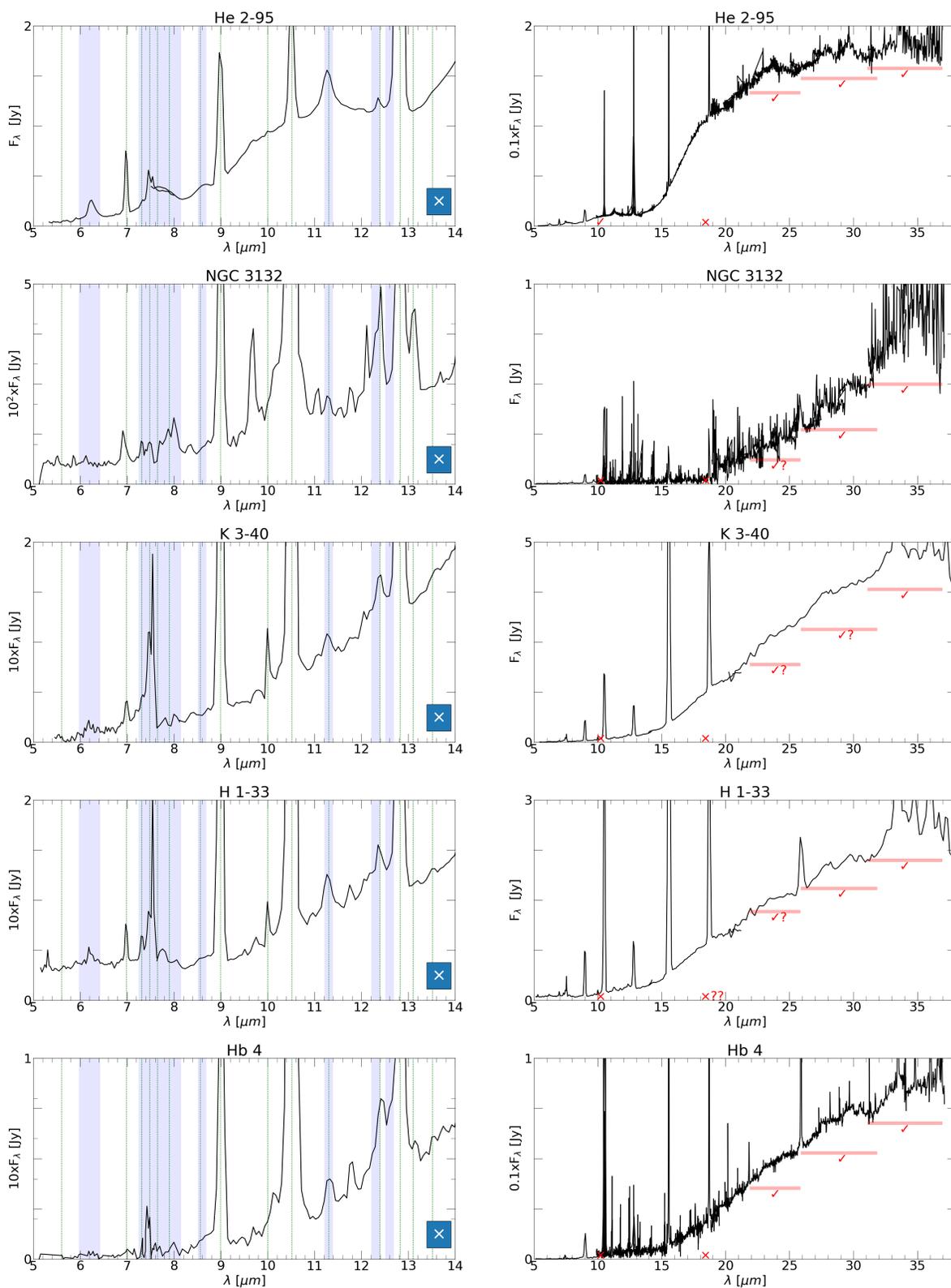


Figura C.4. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

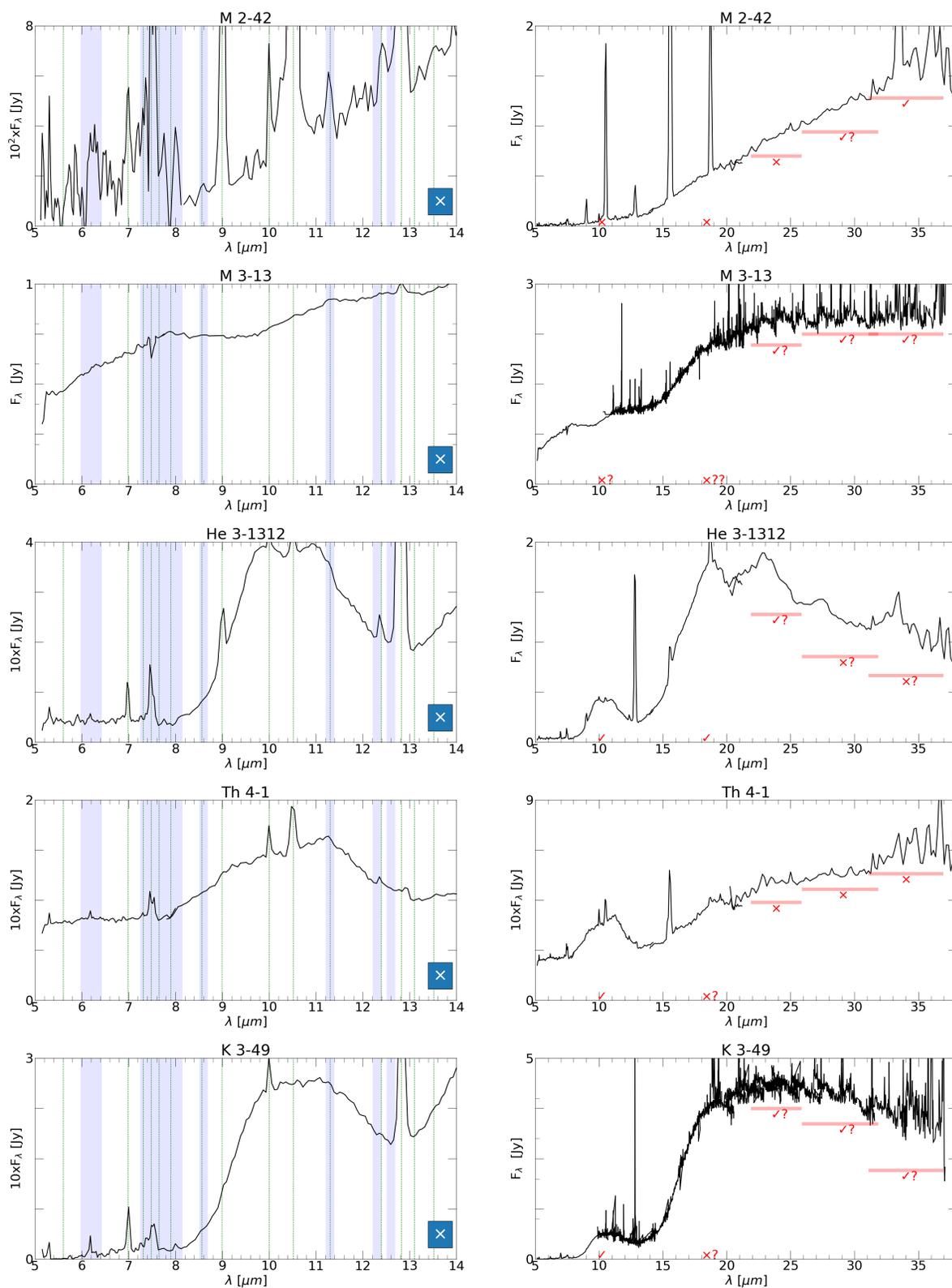


Figura C.5. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

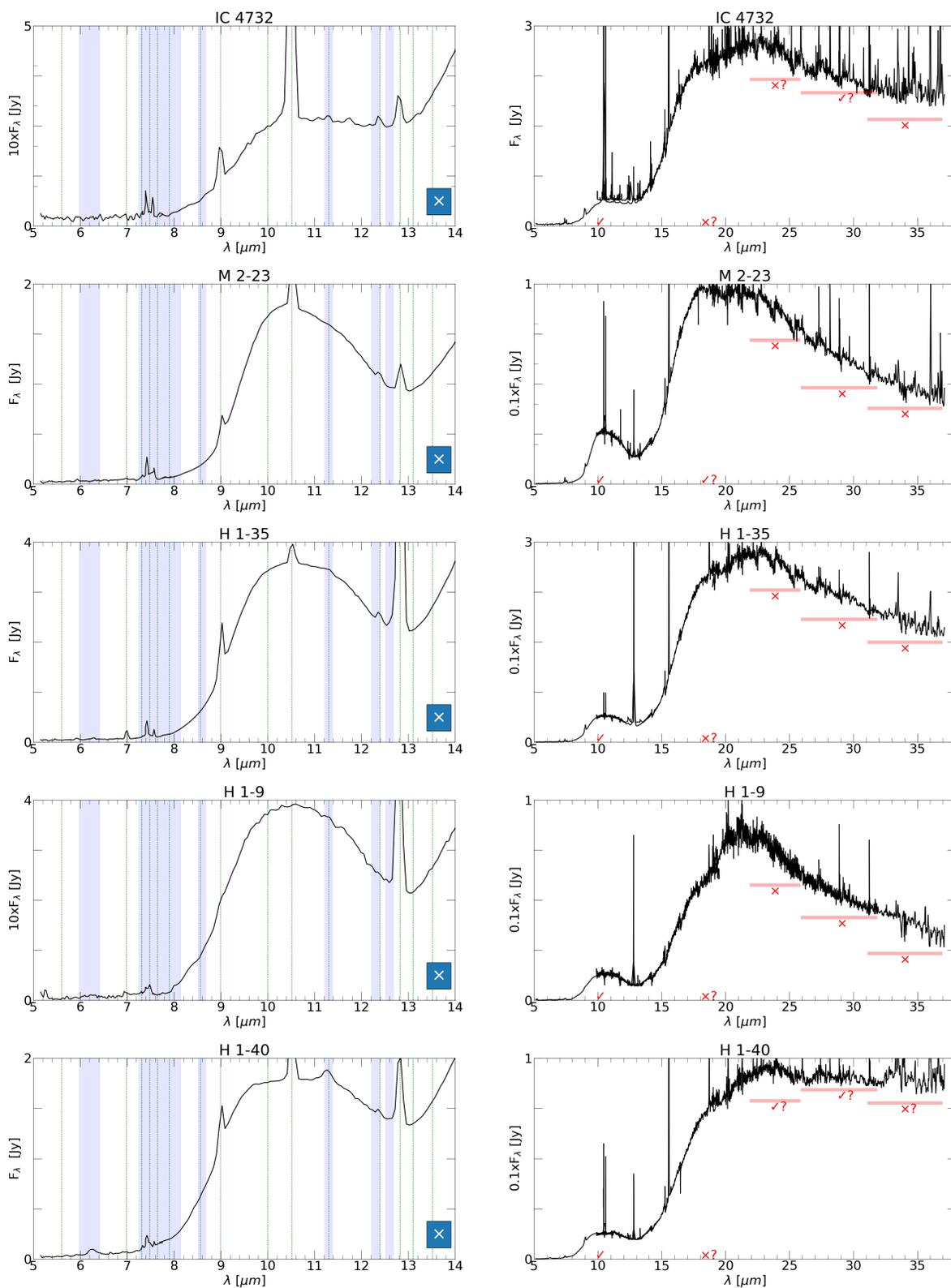


Figura C.6. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

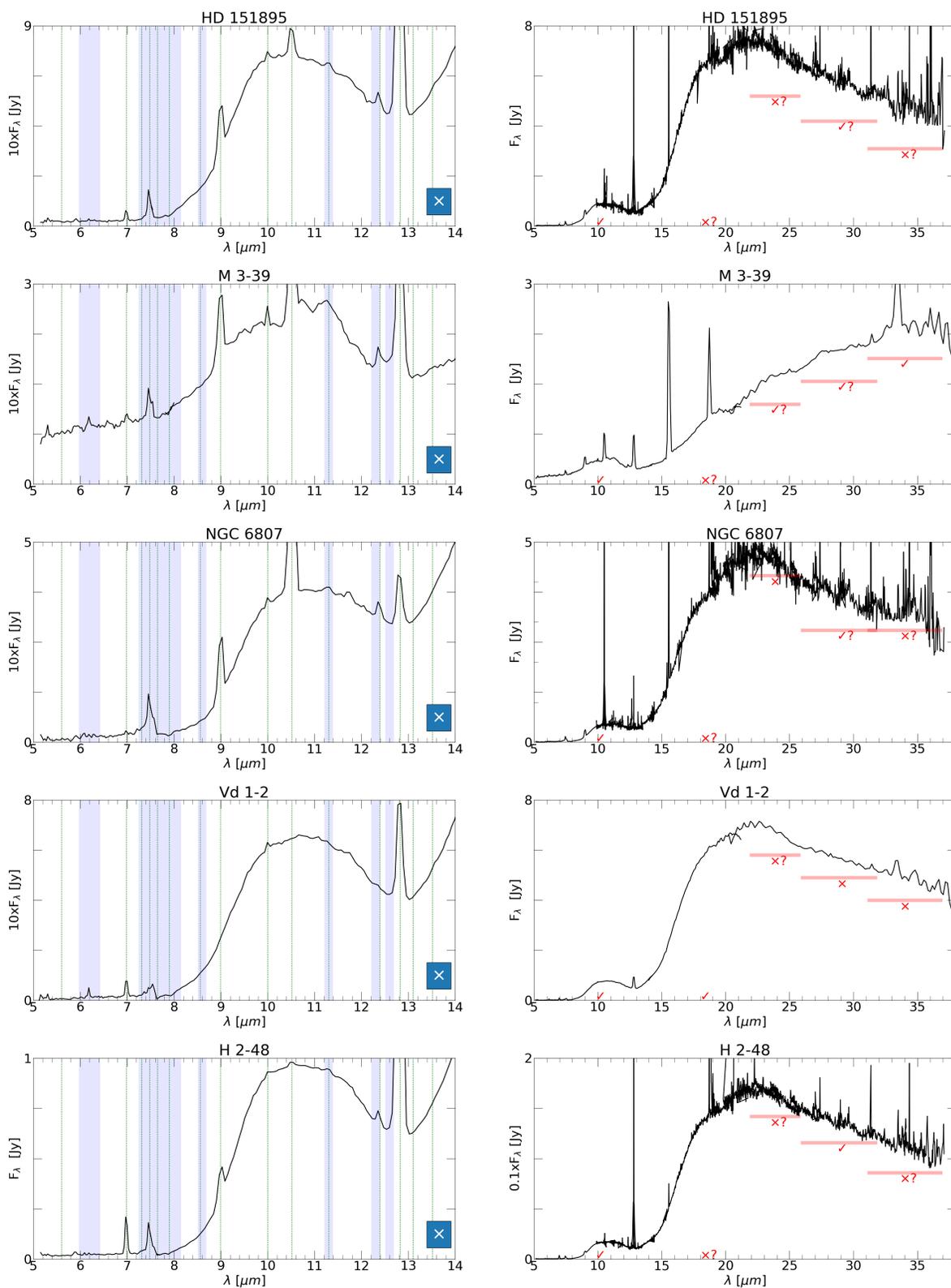


Figura C.7. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

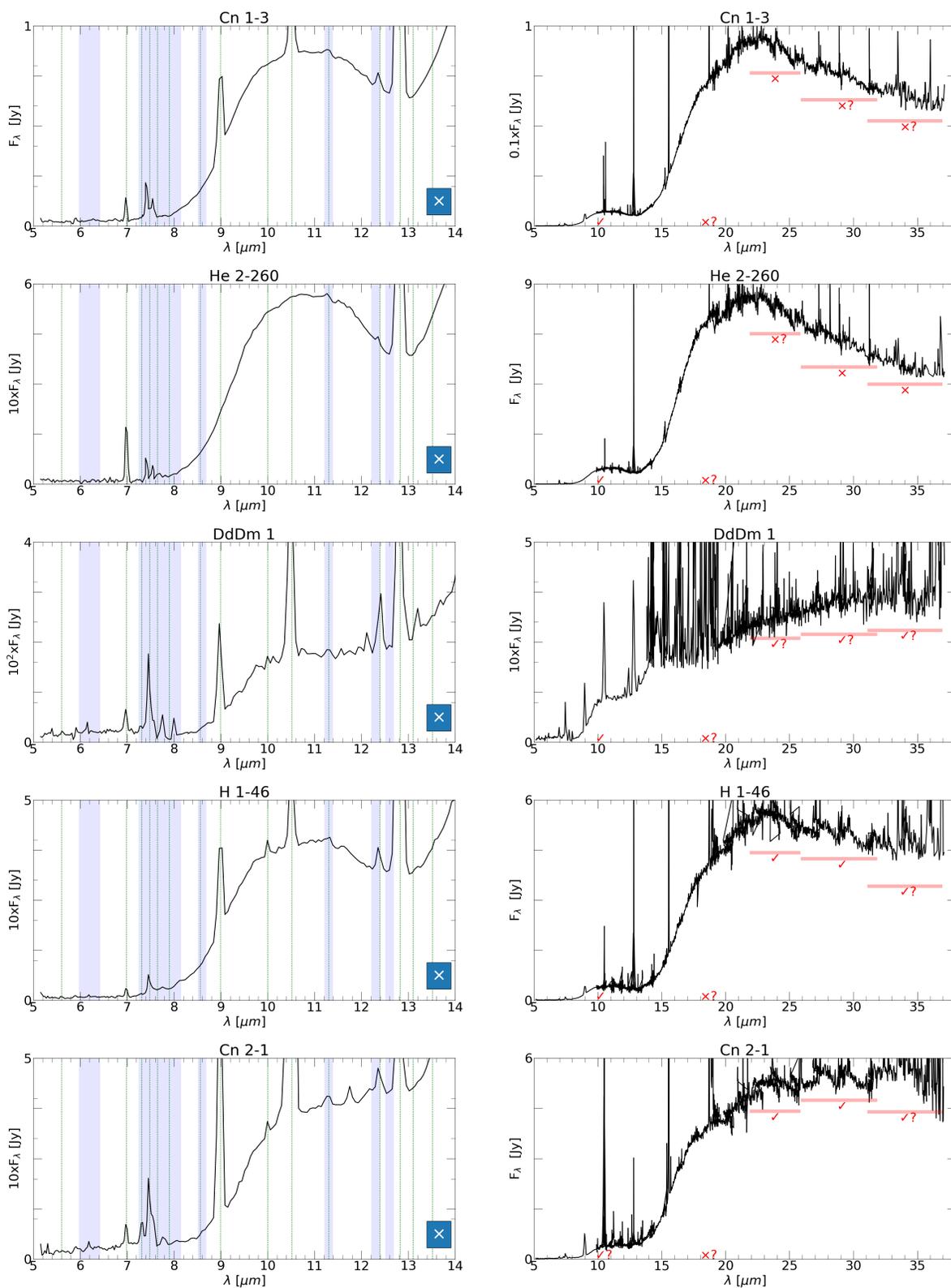


Figura C.8. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

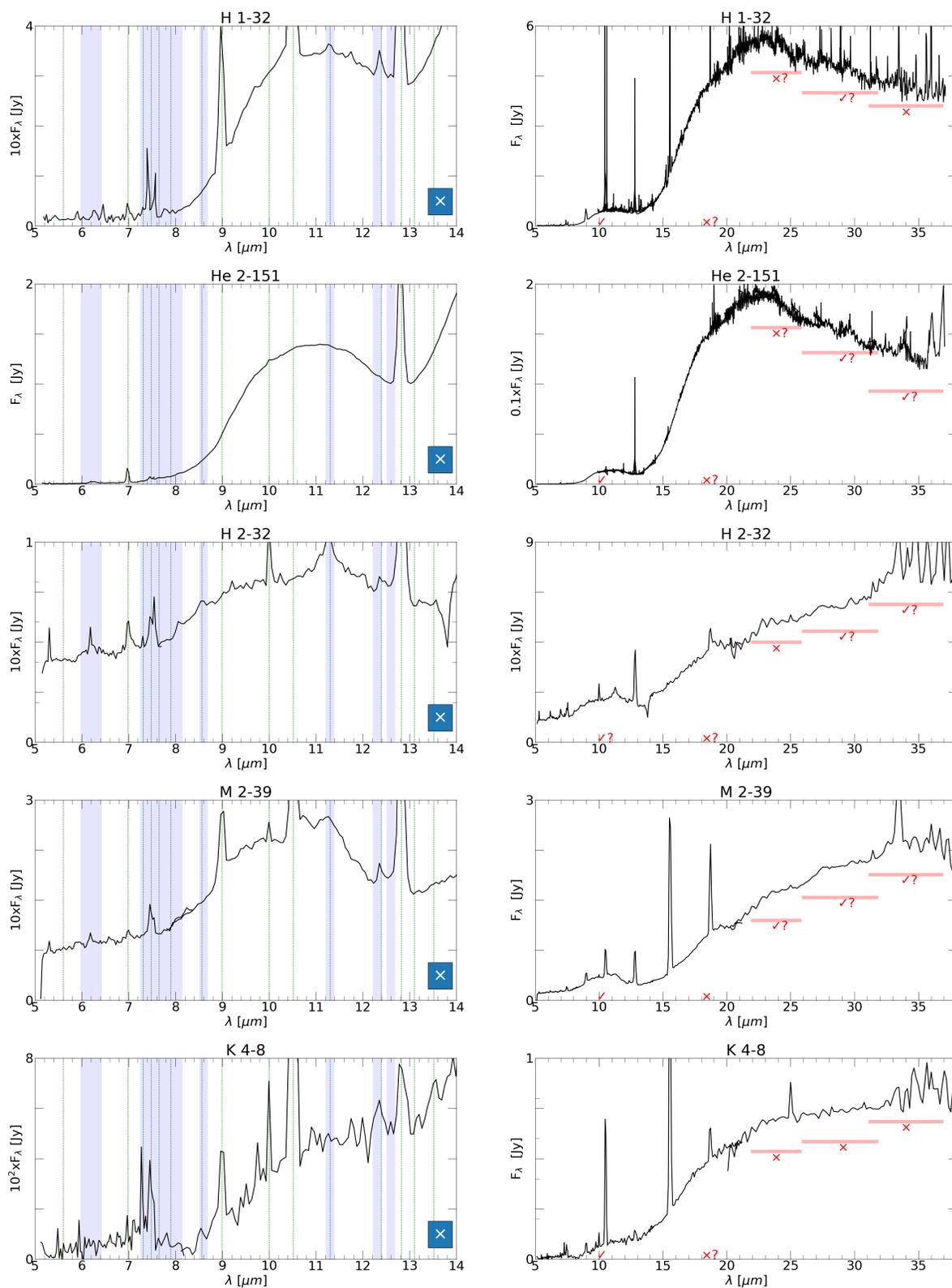


Figura C.9. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

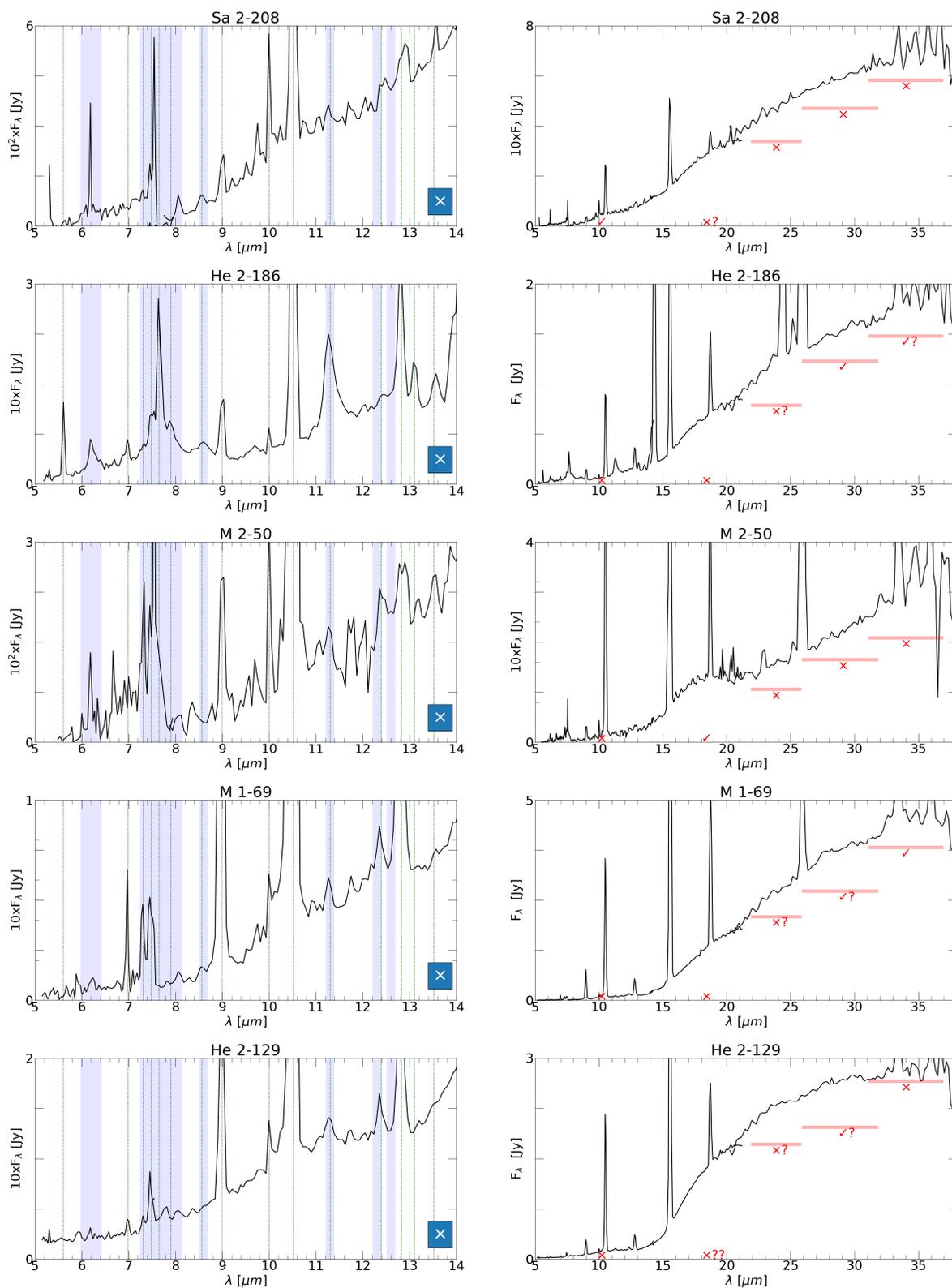


Figura C.10. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

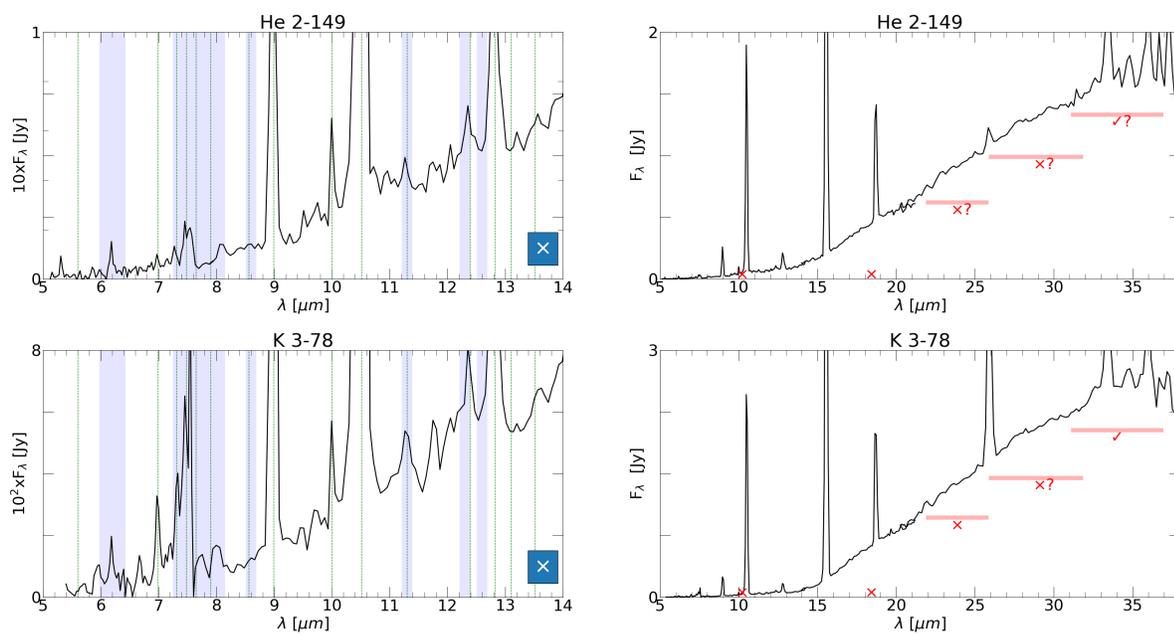


Figura C.11. Espectros de NPs con ORD. Continuación.

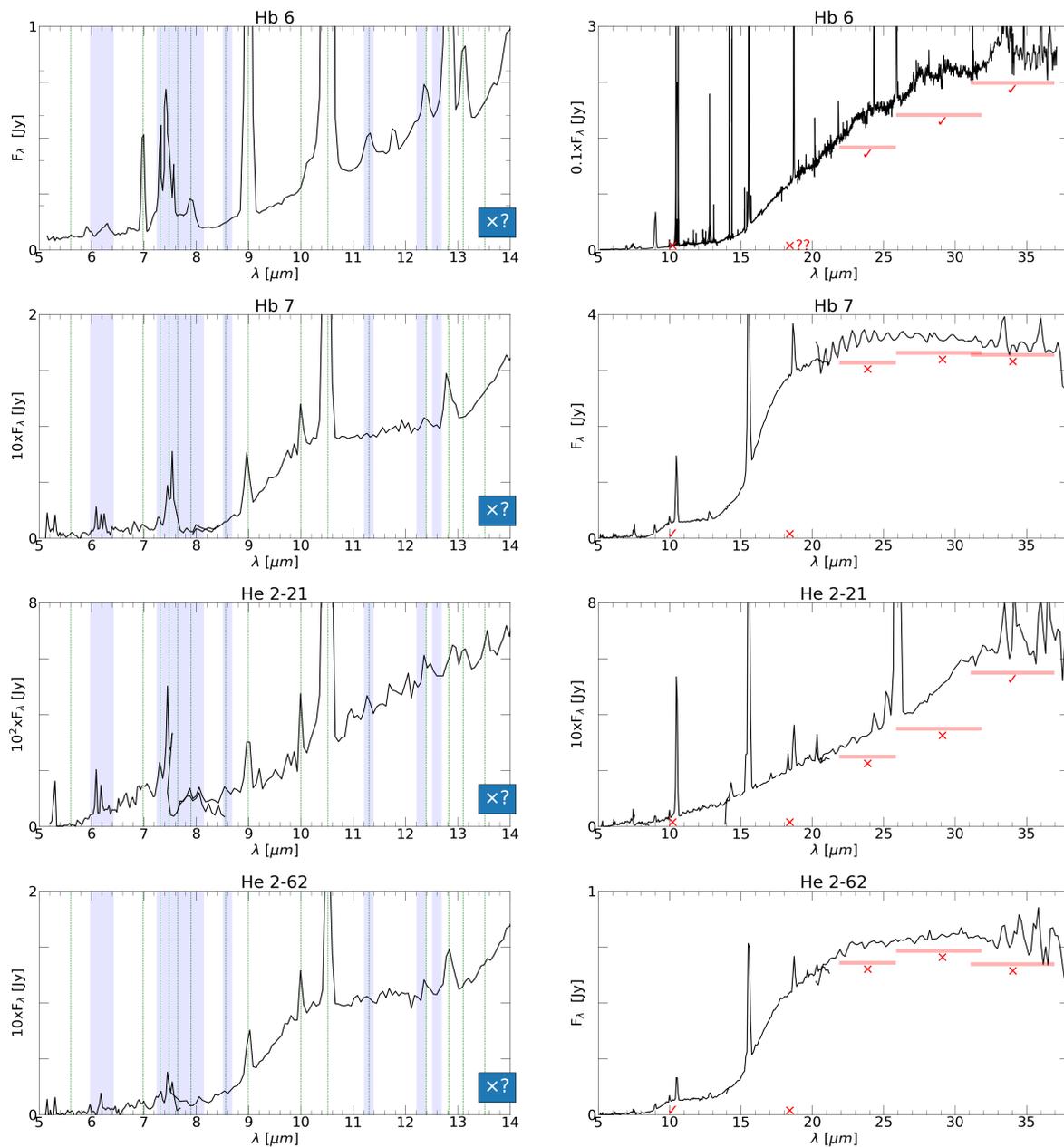


Figura C.12. Espectros de NPs con ORD (Rasgos dudosos).

Espectros de NPs con rasgos de PAH

En este apéndice se muestran los espectros en el infrarrojo tomados de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer de las nebulosas planetarias con PAHs en la región comprendida entre 4 y 38 μm , con un acercamiento a la región entre 5 y 14 μm (donde se observan los PAHs).

Los espectros están ordenados de acuerdo a la intensidad de los rasgos de PAHs.

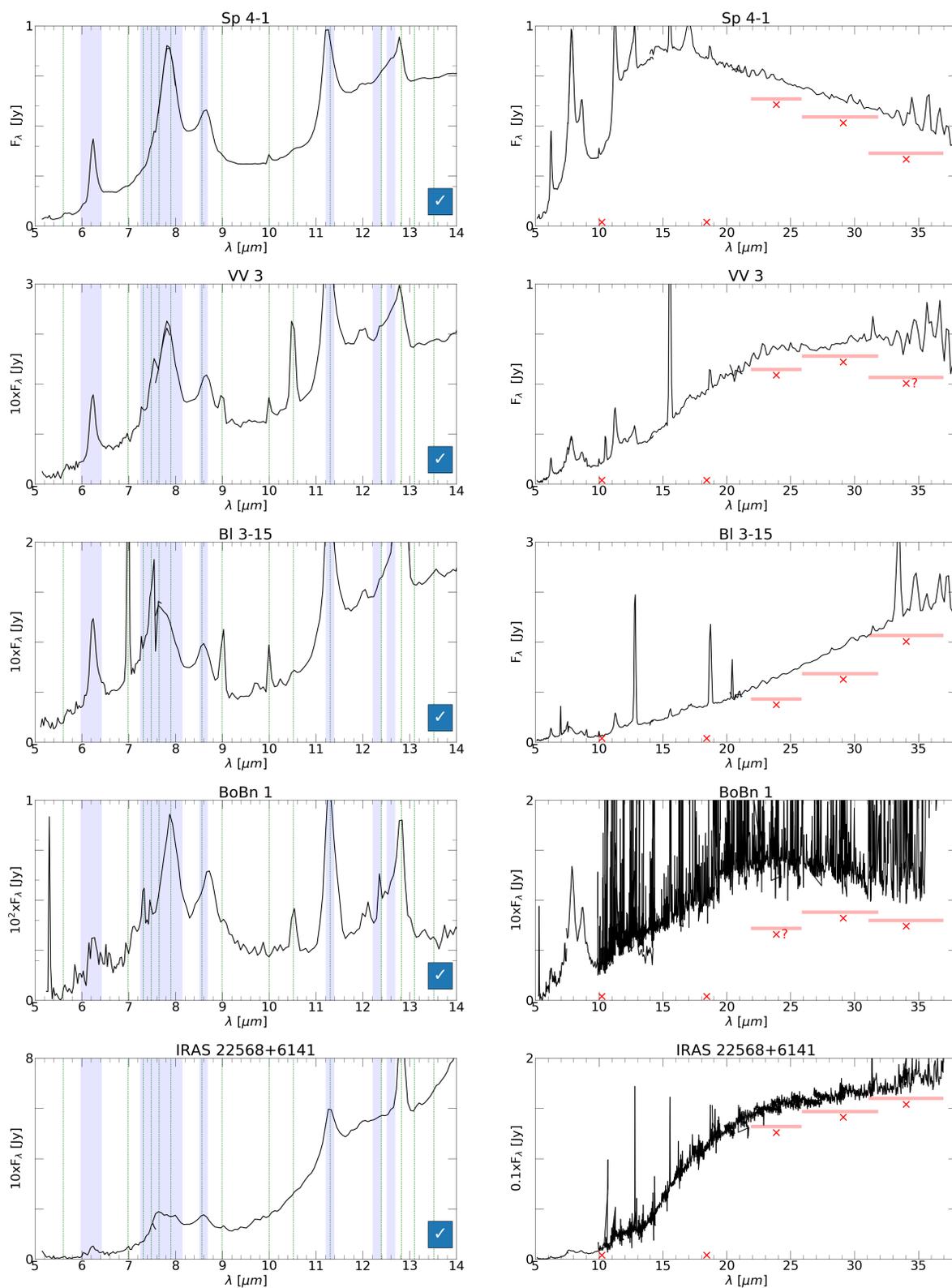


Figura D.1. Espectros de NPs con PAH. Continúa en la página siguiente.

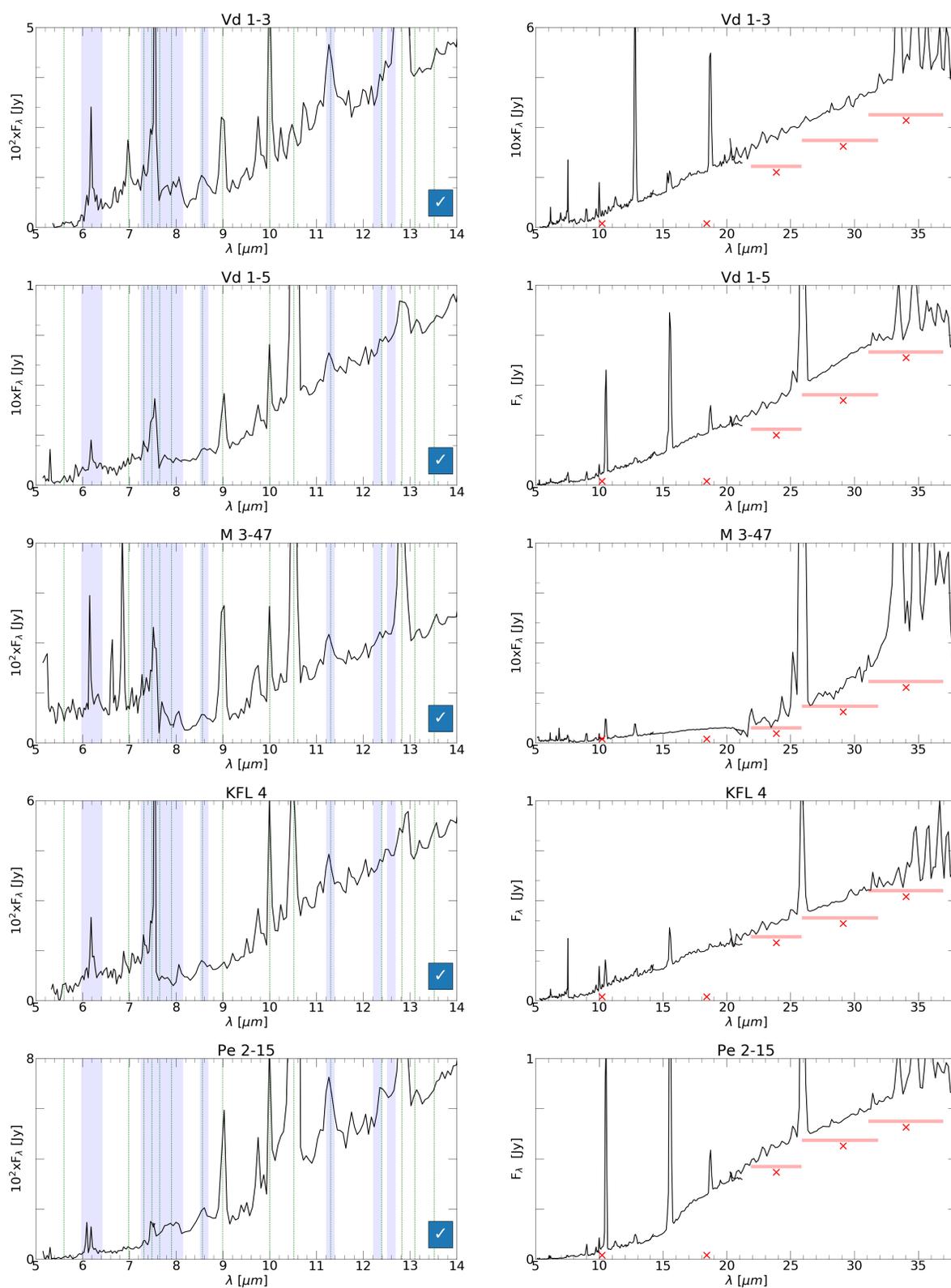


Figura D.2. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

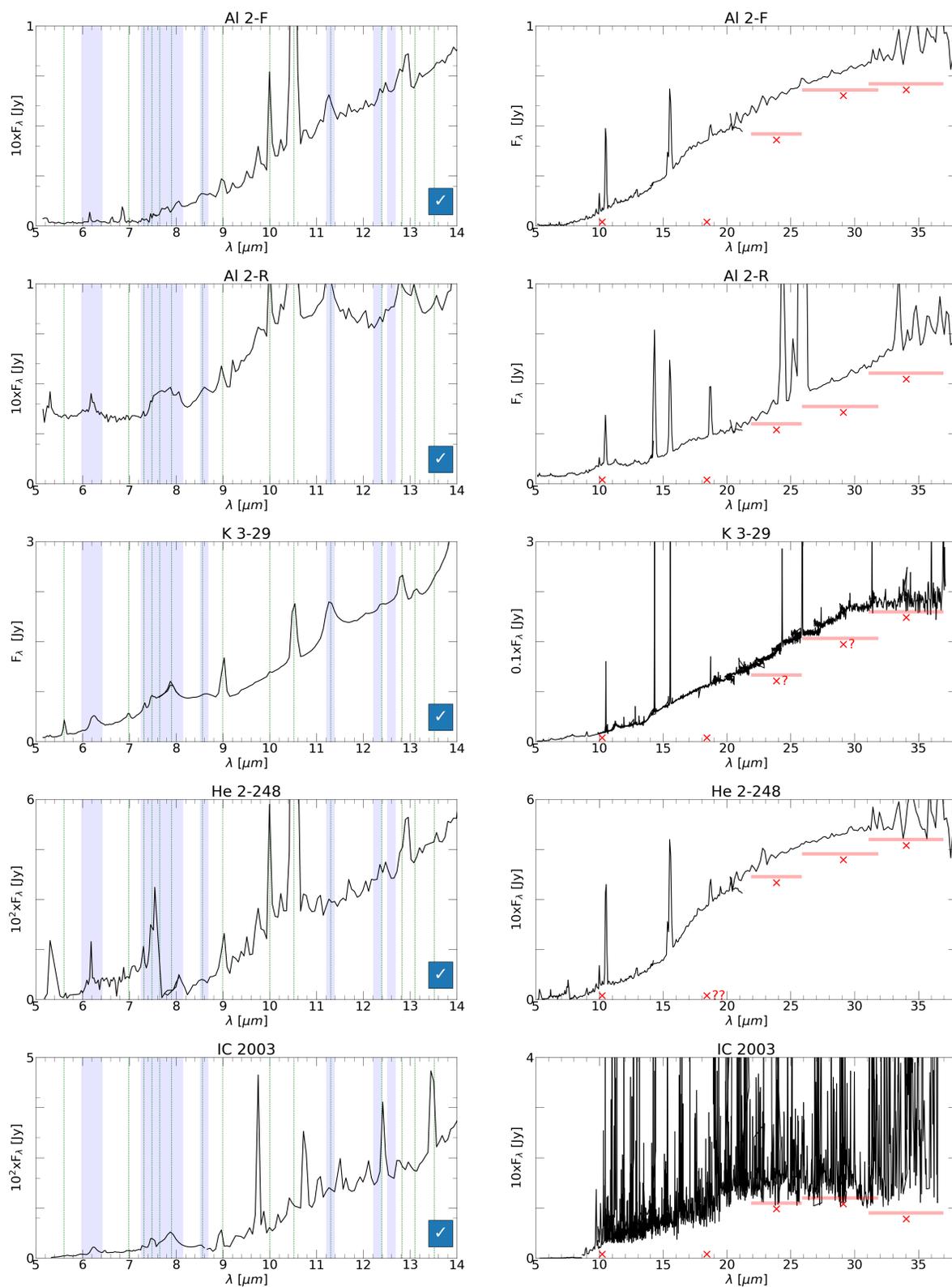


Figura D.3. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

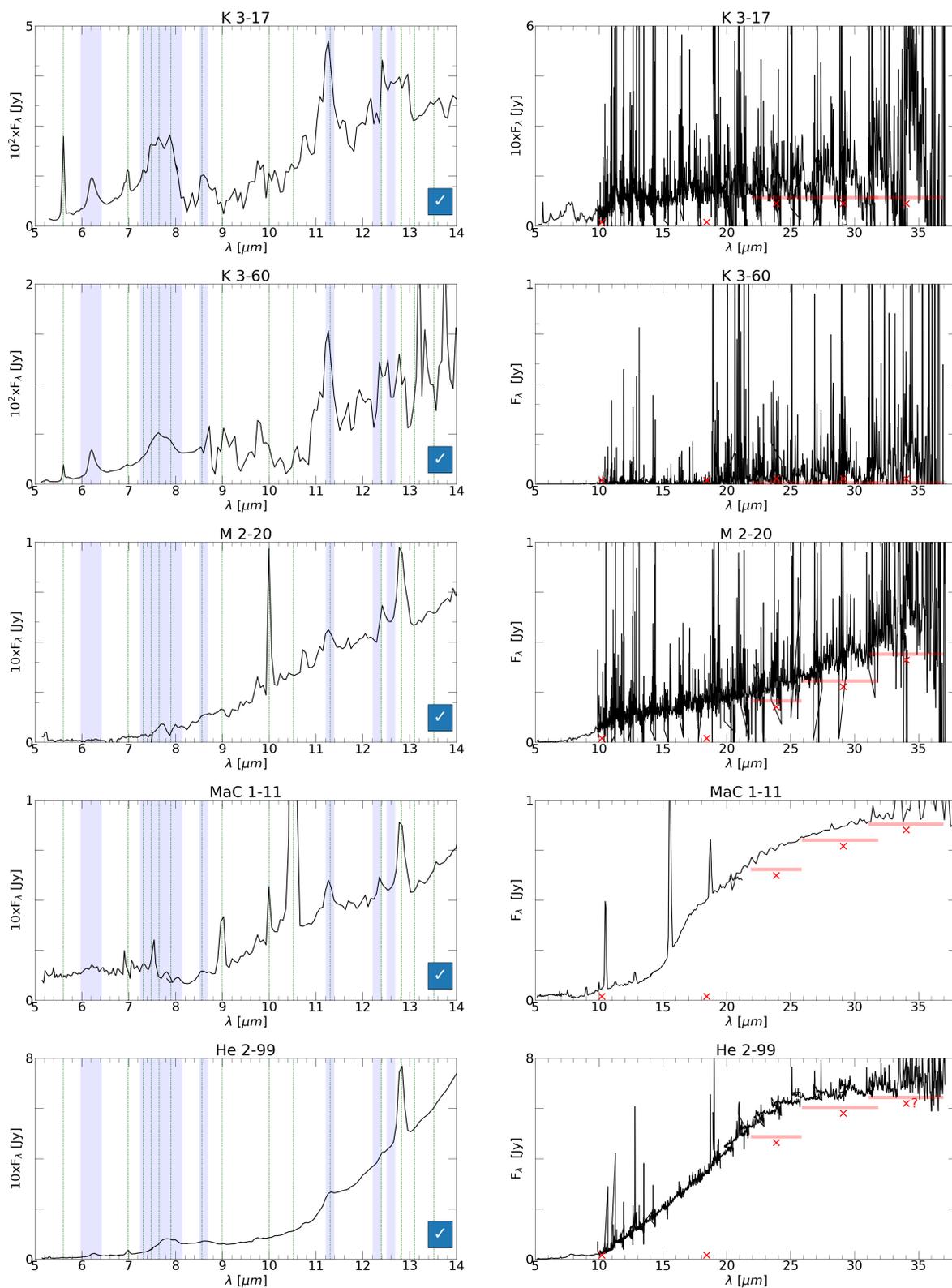


Figura D.4. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

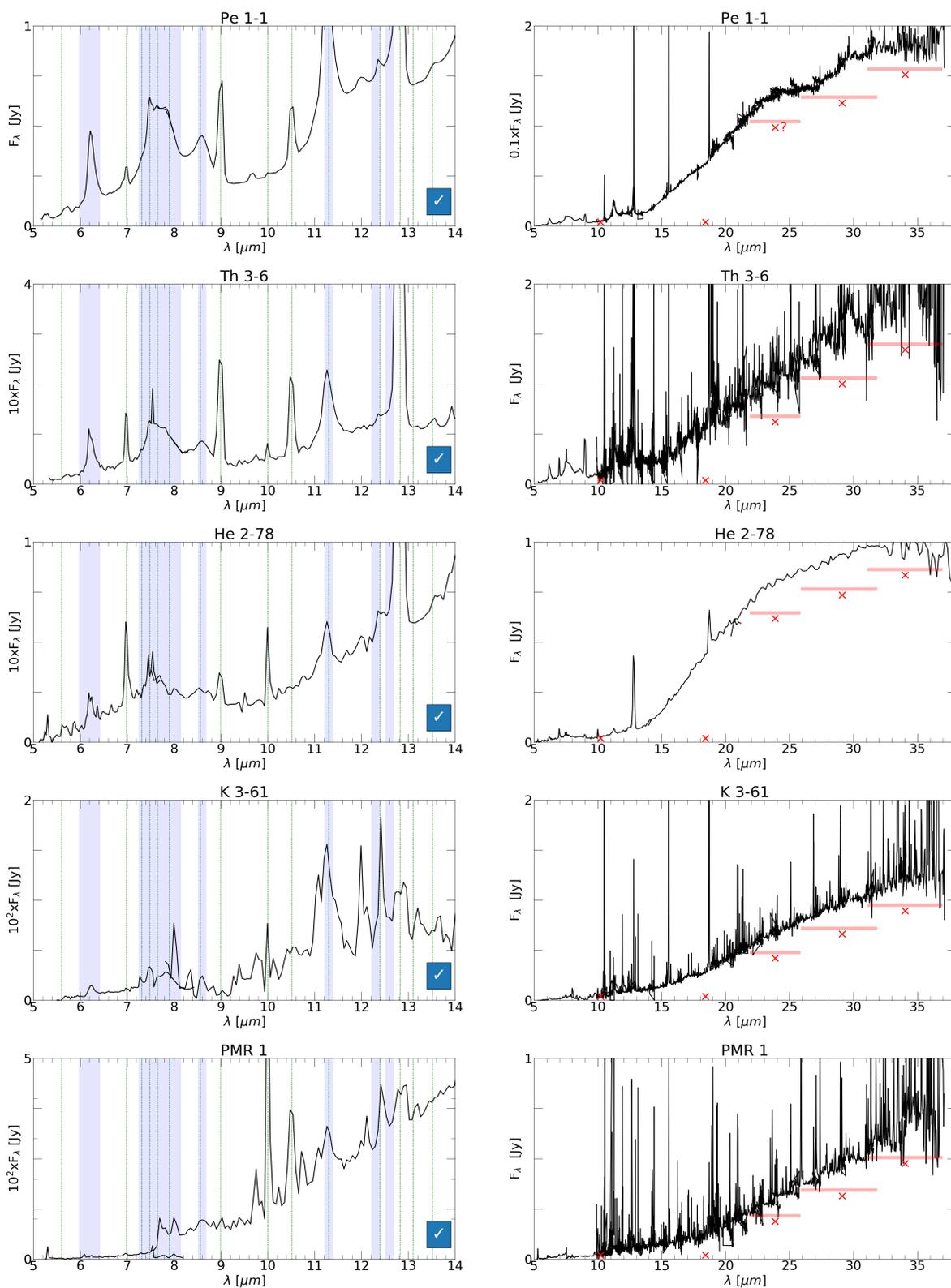


Figura D.5. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

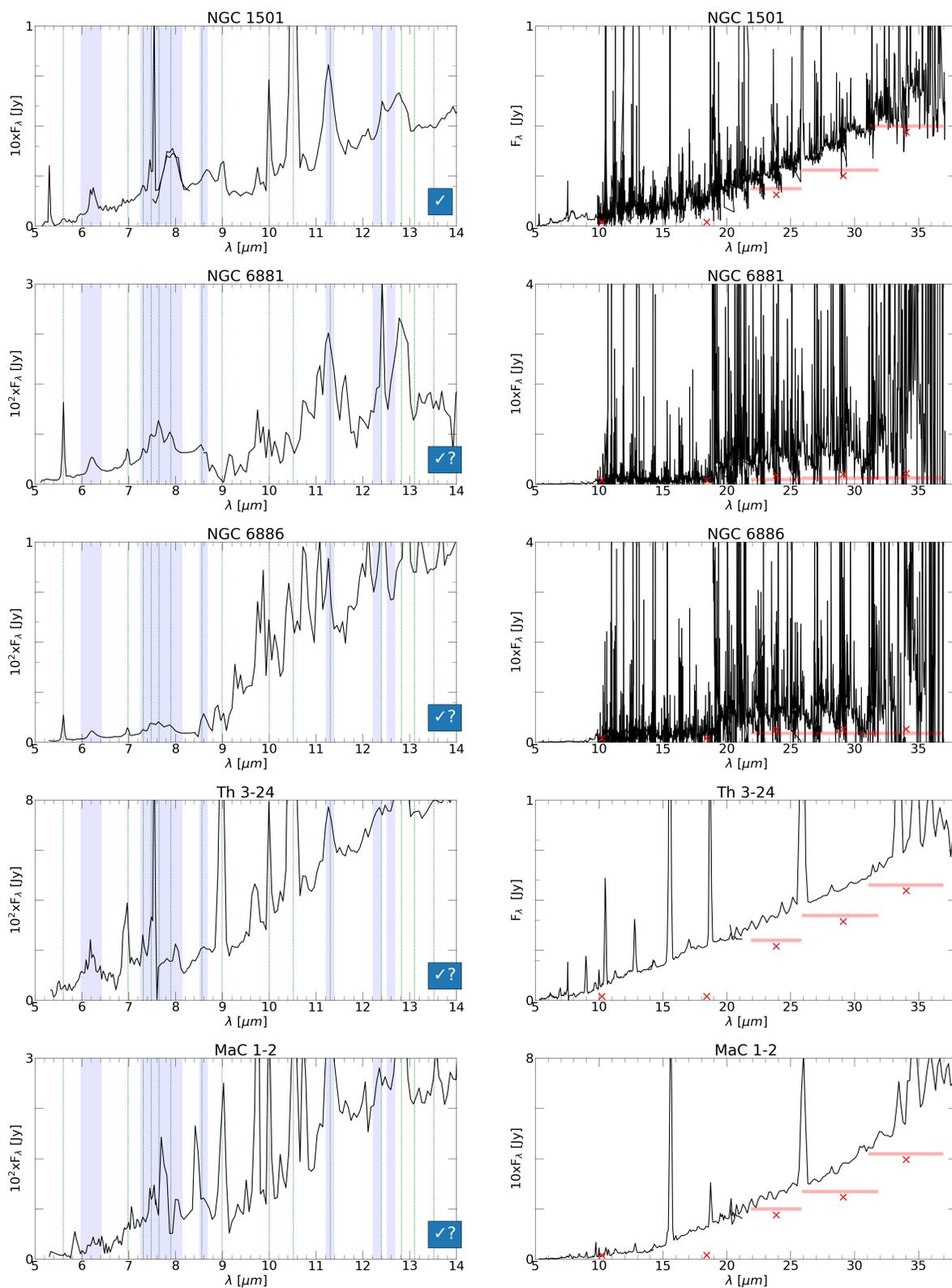


Figura D.6. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

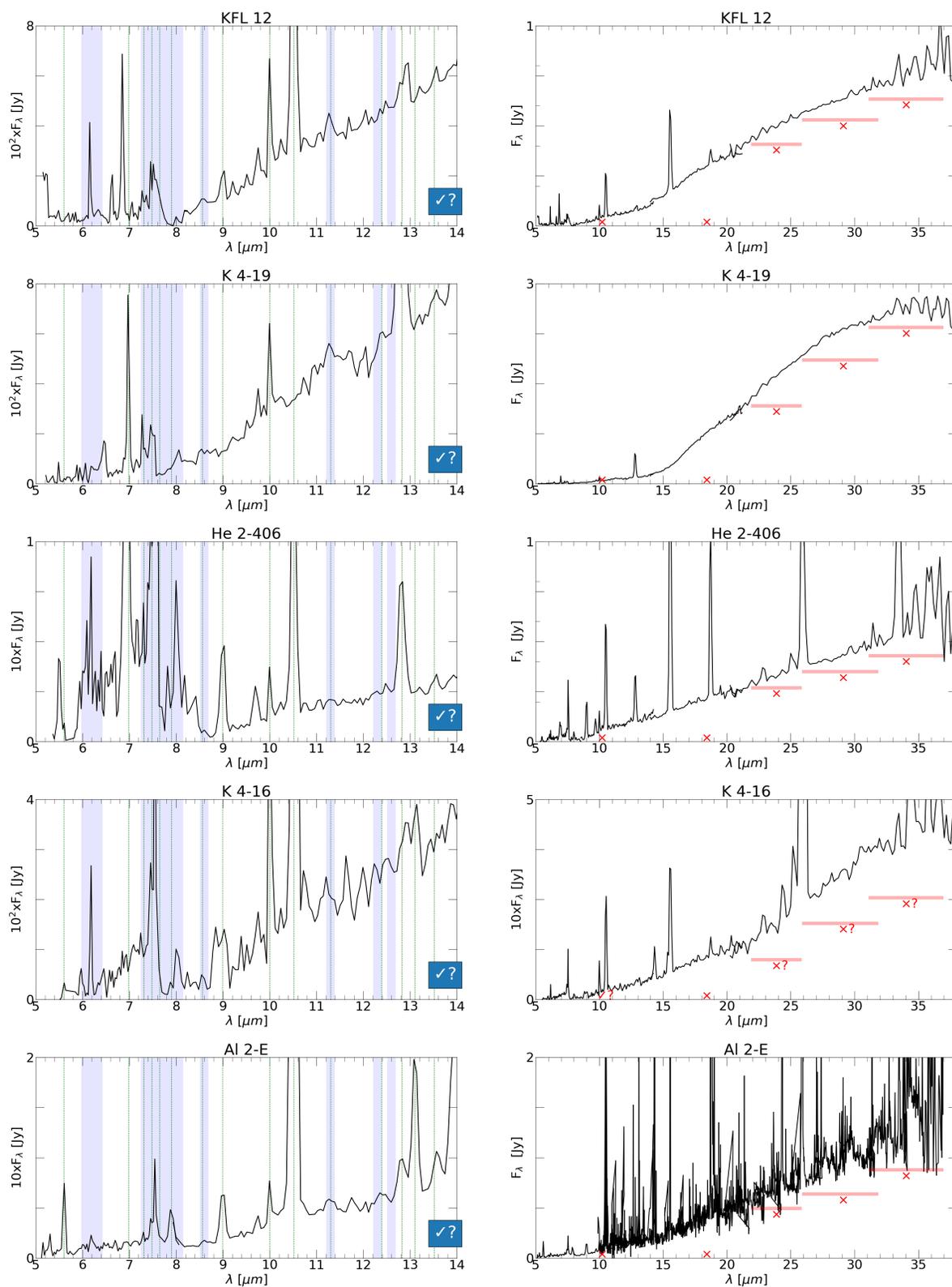


Figura D.7. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

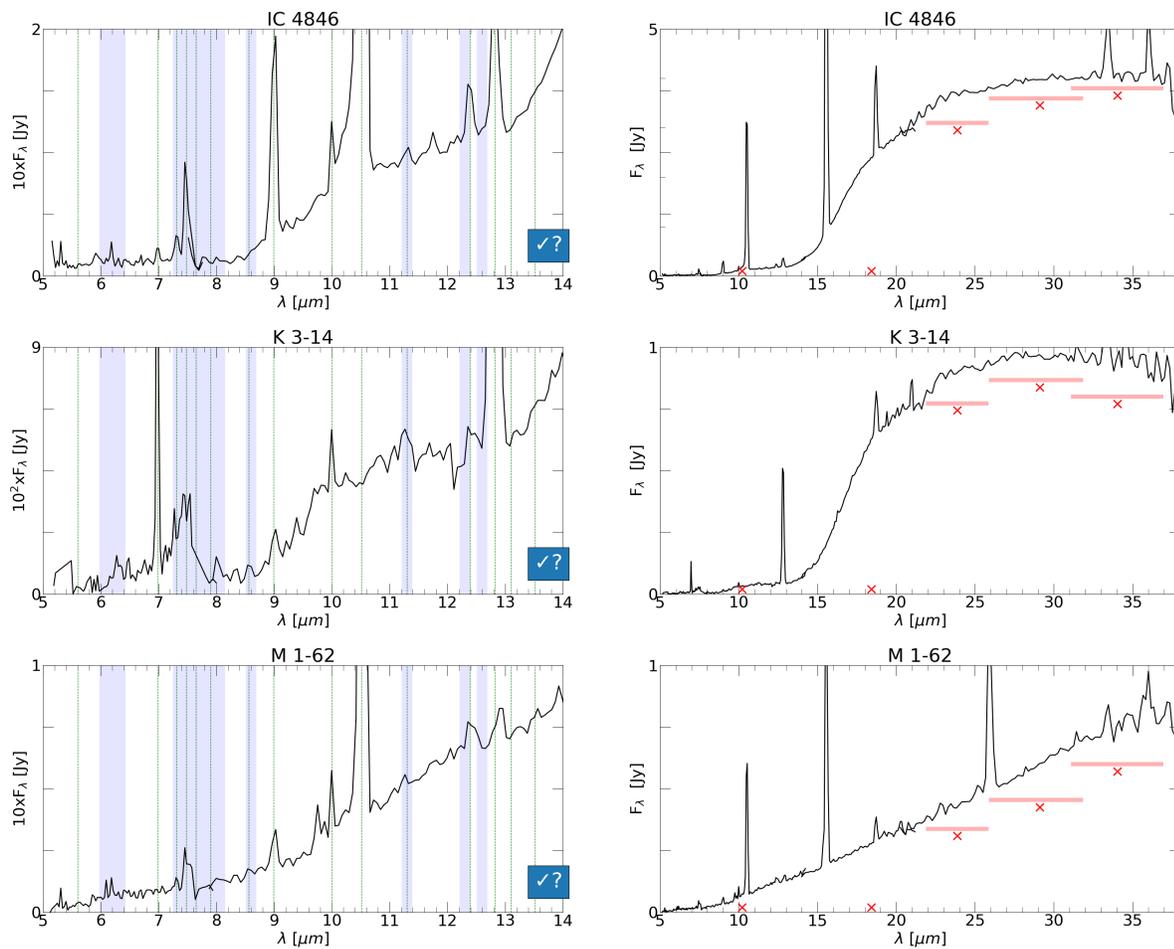


Figura D.8. Espectros de NPs con PAH. Continuación.

Espectros de NPs sin rasgos de polvo

En este apéndice se muestran los espectros en el infrarrojo tomados de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer de las nebulosas planetarias sin rasgos de polvo (SR) en la región comprendida entre 4 y 38 μm , con un acercamiento a la región entre 5 y 14 μm (donde se observan los PAHs).

Los espectros están ordenados de acuerdo a que la certeza que se tiene de que el espectro no tiene rasgos.

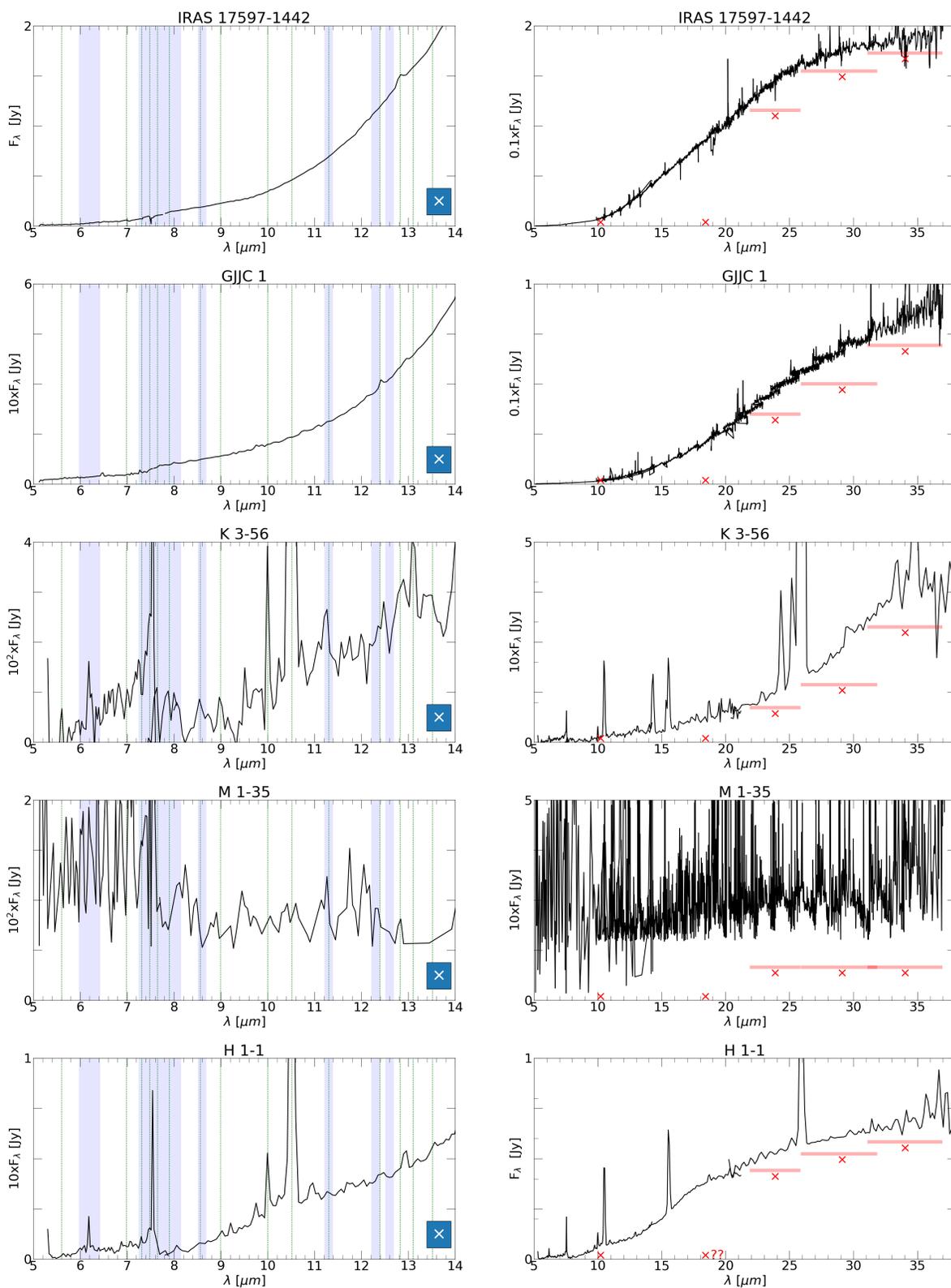


Figura E.1. Espectros de NPs sin rasgos (SR). Continúa en la página siguiente.

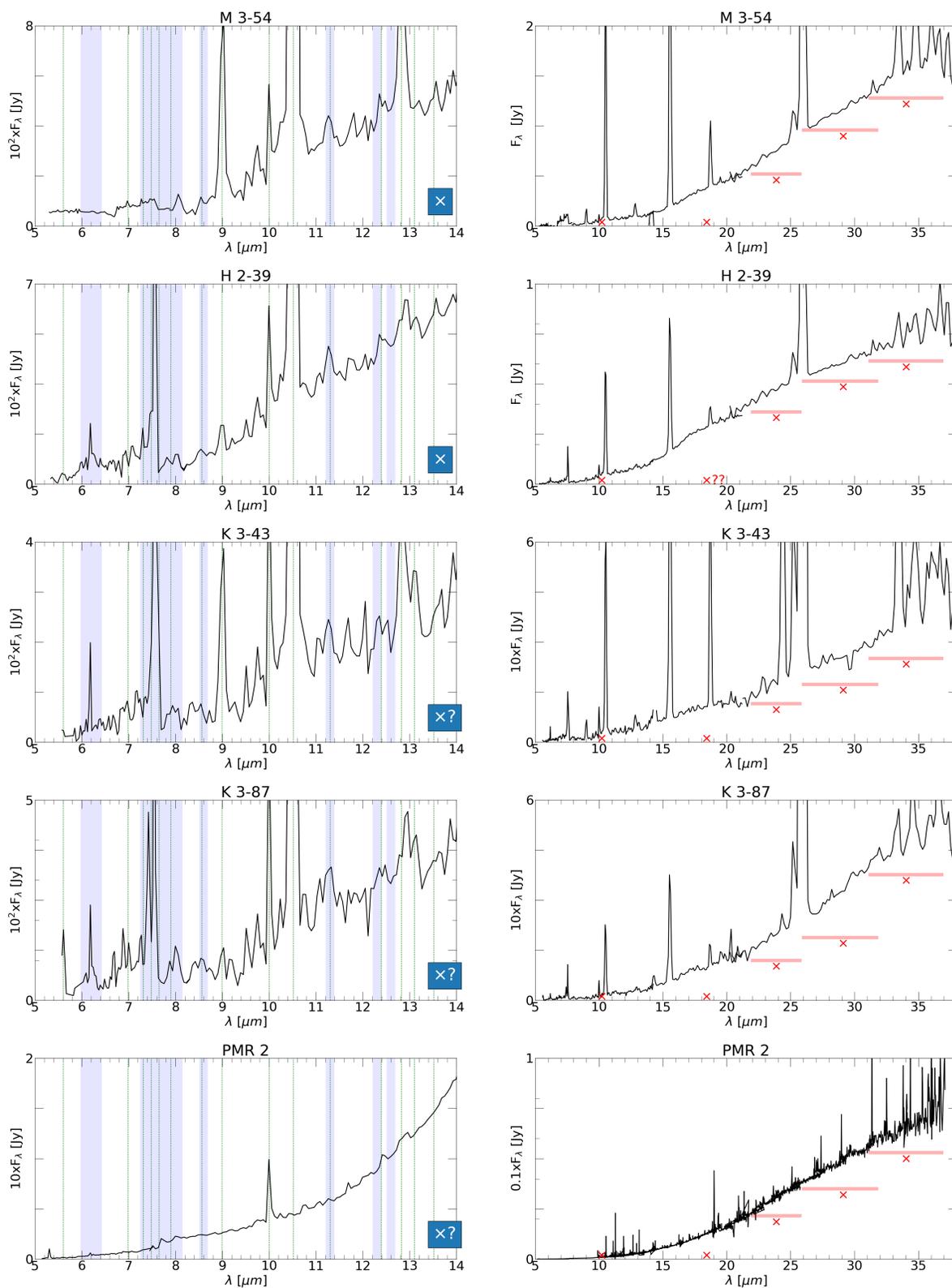


Figura E.2. Espectros de NPs sin rasgos (SR). Continuación.

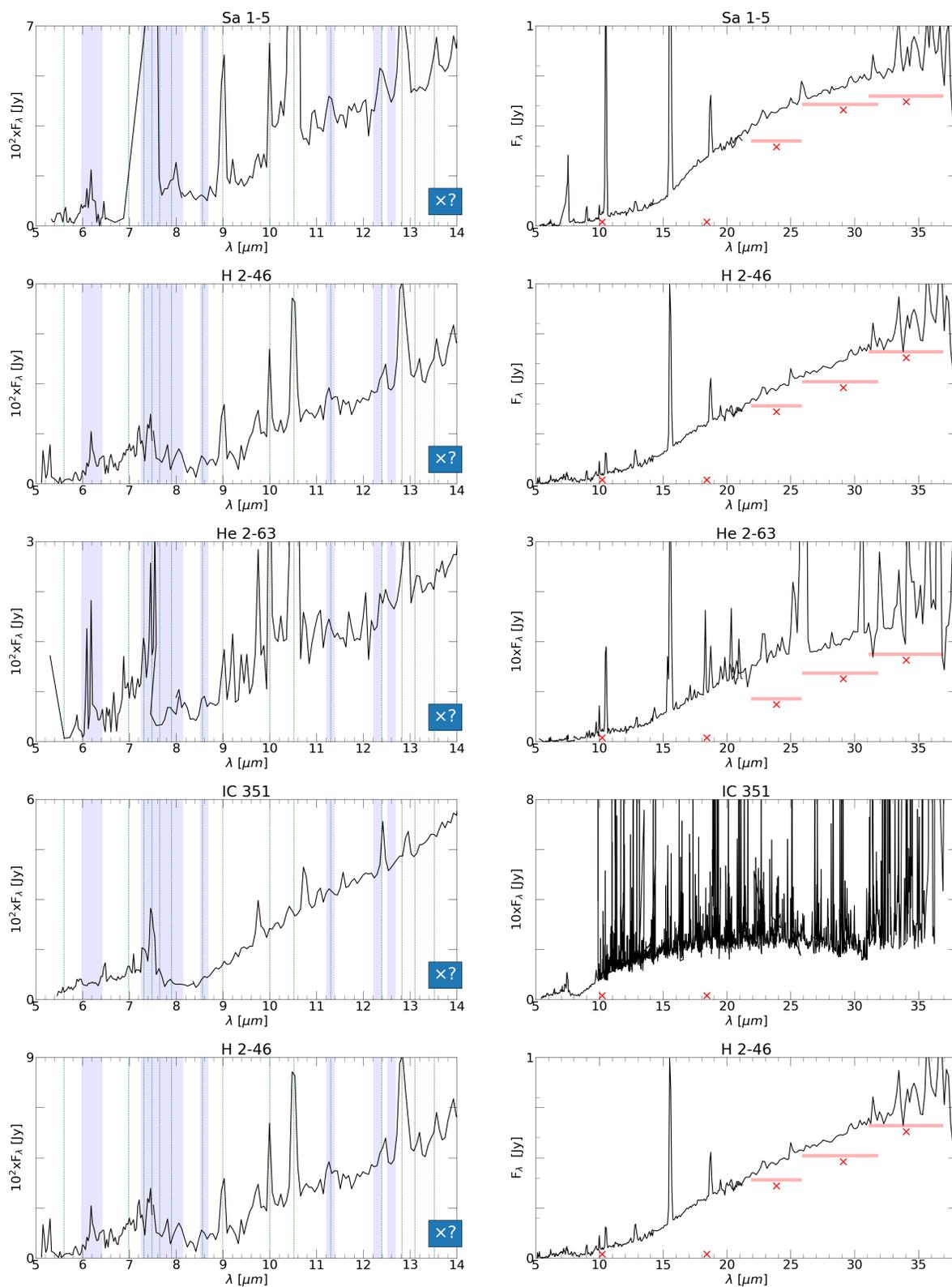


Figura E.3. Espectros de NPs sin rasgos (SR). Continuación.

Espectros inusuales o con baja calidad

En este apéndice se muestran los espectros en el infrarrojo de nebulosas planetarias tomados de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer, los cuales tienen espectros de baja calidad, en los que no podemos distinguir con claridad entre el ruido y los rasgos de polvo. En este apéndice también se encuentran los espectros con formas inusuales que quizás no corresponda al de una NP.

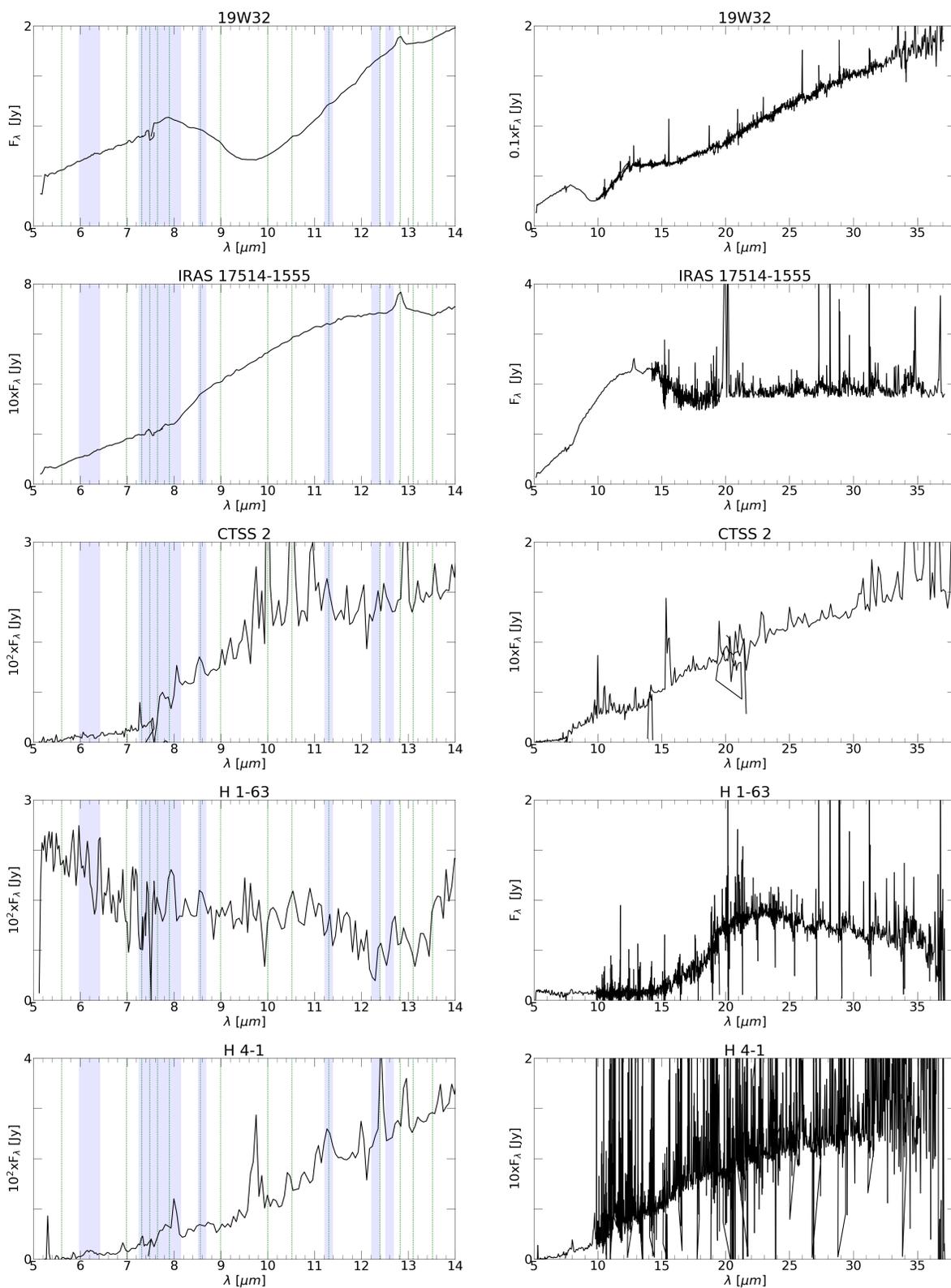


Figura F.1. Espectros inusuales y de baja calidad de NPs.

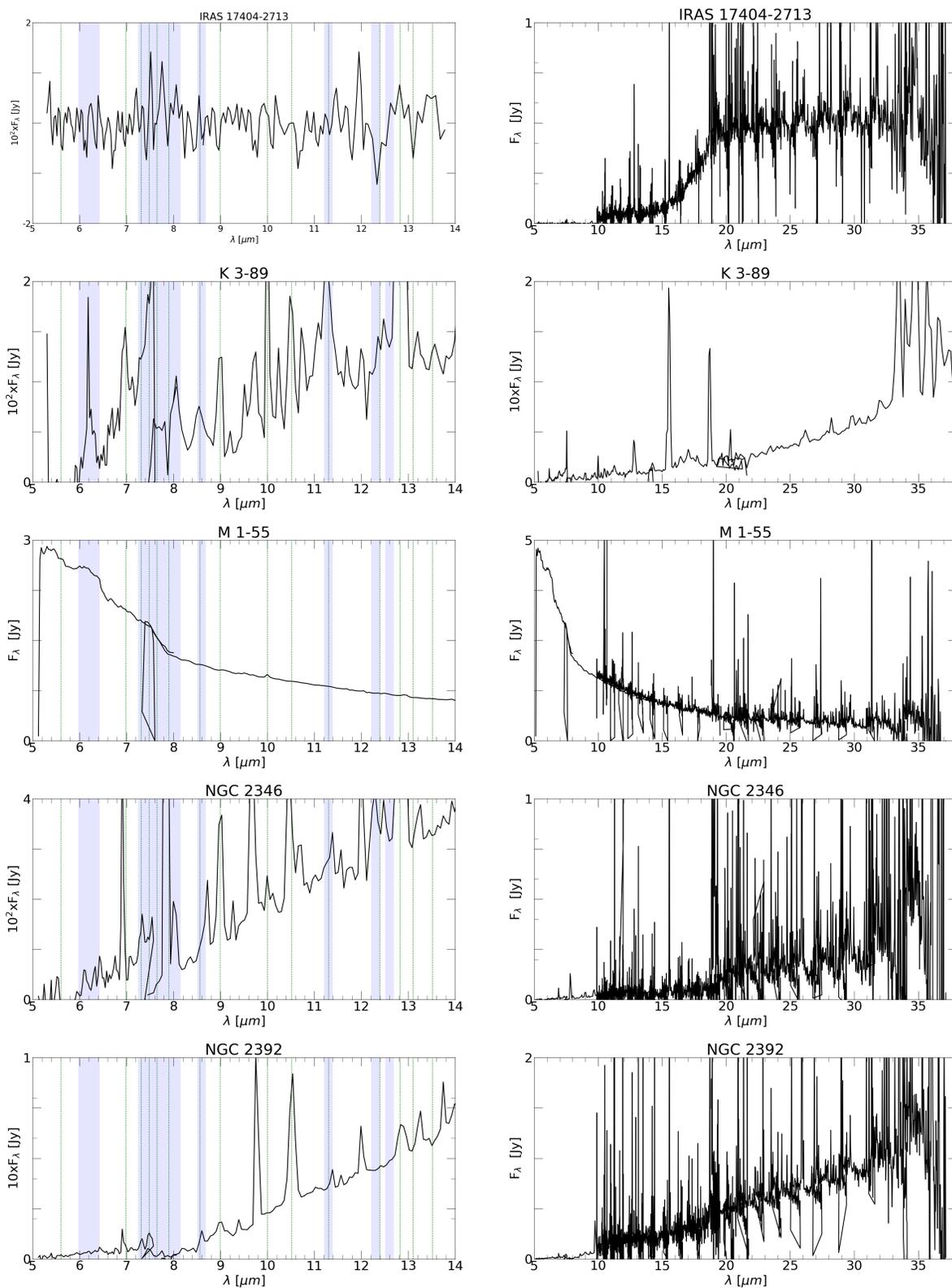


Figura F.2. Espectros inusuales y de baja calidad de NPs. Continuación

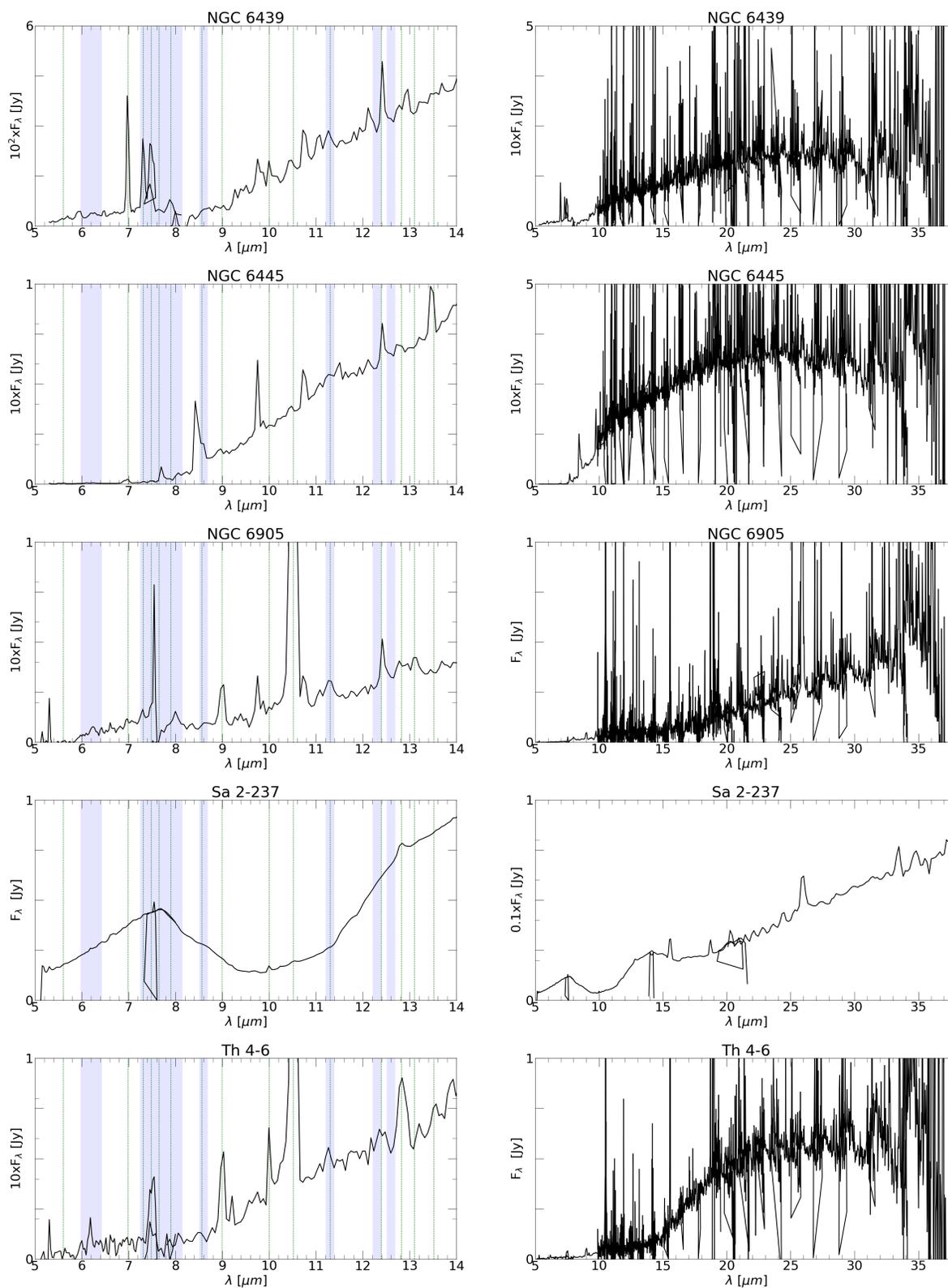


Figura F.3. Espectros inusuales y de baja calidad de NPs. Continuación

Referencias

- Acker, A., Jasniewicz, G., Koeppen, J., & Stenholm, B. 1989, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 80, 201
- Acker, A., Raytchev, B., Köppen, J., & Stenholm, B. 1991a, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 89, 237
- Acker, A., Stenholm, B., Tylenda, R., & Raytchev, B. 1991b, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 90, 89
- Agúndez, M., Cernicharo, J., & Guélin, M. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 724, L133
- Ali, A., Amer, M. A., Dopita, M., Vogt, F., & Basurah, H. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 583, A83
- Aller, L., & Czyzak, S. 1983, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 51, 211
- Aller, L., & Keyes, C. 1987, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 65, 405
- Aller, L., Keyes, C., Ross, J., & O'Mara, B. 1981, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 197, 647
- Aller, L. H., & Czyzak, S. J. 1979, *Astrophysics and Space Science*, 62, 397
- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochimica et Cosmochimica acta*, 53, 197
- Bailer-Jones, C., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., & Andrae, R. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 58
- Barker, T. 1978, *The Astrophysical Journal*, 219, 914
- Bianchi, S., & Schneider, R. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 378, 973

- Binney, J., & Tremaine, S. 2008, *Galactic Dynamics*
- Burlak, M., & Kniazev, A. Y. 2013, *Astronomy Letters*, 39, 703
- Cavichia, O., Costa, R., & Maciel, W. J. 2010, *Revista mexicana de astronomía y astrofísica*, 46, 159
- Chiappini, C., Górný, S., Stasińska, G., & Barbuy, B. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 494, 591
- Clegg, R., Seaton, M., Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1983, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 205, 417
- Cohen, M., Allamandola, L., Tielens, A., et al. 1986, *The Astrophysical Journal*, 302, 737
- Cohen, M., & Barlow, M. J. 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 362, 1199
- Cuisinier, F., Acker, A., & Koeppen, J. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 307, 215
- Delgado-Inglada, G., Morisset, C., & Stasińska, G. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 440, 536
- Delgado-Inglada, G., & Rodríguez, M. 2014, *The Astrophysical Journal*, 784, 173
- Delgado-Inglada, G., Rodríguez, M., Mampaso, A., & Viironen, K. 2009, *The Astrophysical Journal*, 694, 1335
- Delgado-Inglada, G., Rodríguez, M., Peimbert, M., Stasińska, G., & Morisset, C. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 449, 1797
- Dopita, M., Ali, A., Sutherland, R., Nicholls, D., & Amer, M. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 470, 839
- Dopita, M., & Hua, C. 1997, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 108, 515
- Draine, B. T. 2003, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41, 241
- Dwek, E., & Scalo, J. 1980, *The Astrophysical Journal*, 239, 193
- Escudero, A. V., Costa, R., & Maciel, W. J. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 414, 211
- Exter, K., Barlow, M., & Walton, N. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 349, 1291

- Ferrarotti, A., & Gail, H.-P. 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 382, 256
- . 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 447, 553
- Ferriere, K. M. 2001, *Reviews of Modern Physics*, 73, 1031
- French, H. 1981, *The Astrophysical Journal*, 246, 434
- Frew, D. J., Parker, Q., & Bojičić, I. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455, 1459
- Fritzsche, S., Fricke, B., Geschke, D., Heitmann, A., & Sienkiewicz, J. 1999, *The Astrophysical Journal*, 518, 994
- Froese Fischer, C., & Tachiev, G. 2004, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 87, 1
- Gail, H.-P., & Sedlmayr, E. 1999, *Astronomy and Astrophysics*, 347, 594
- Galavis, M., Mendoza, C., & Zeippen, C. 1995, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 111, 347
- García-Hernández, D., García-Lario, P., Plez, B., Manchado, A., & D'Antona, F. 2006a, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 2, 87
- García-Hernández, D., & Górný, S. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 567, A12
- García-Hernández, D., Ventura, P., Delgado-Inglada, G., et al. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 458, 118
- García-Hernández, D. A., Abia, C., Manchado, A., & García-Lario, P. 2006b, *Astronomy & Astrophysics*, 452, 1049
- García-Rojas, J., Delgado-Inglada, G., García-Hernández, D., et al. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 473, 4476
- García-Rojas, J., Madonna, S., Luridiana, V., et al. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452, 2606
- García-Rojas, J., Peña, M., Morisset, C., Mesa-Delgado, A., & Ruiz, M. T. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 538, A54
- García-Rojas, J., Peña, M., & Peimbert, A. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 496, 139

- Ginolfi, M., Graziani, L., Schneider, R., et al. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 473, 4538
- Girard, P., Köppen, J., & Acker, A. 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 463, 265
- Górny, S. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 570, A26
- Górny, S. K., Stasińska, G., Escudero, A., & Costa, R. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 427, 231
- Gutenkunst, S., Bernard-Salas, J., Pottasch, S., Sloan, G., & Houck, J. 2008, *The Astrophysical Journal*, 680, 1206
- Guzmán-Ramírez, L., & Zijlstra, A. 2011, in *Why Galaxies Care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants*, Vol. 445, 333
- Habing, H. J., & Olofsson, H. 2004, *Asymptotic giant branch stars* (Springer Science & Business Media)
- Haris, U., Parvathi, V., Gudennavar, S., et al. 2016, *The Astronomical Journal*, 151, 143
- Henry, R., Kwitter, K. B., Jaskot, A. E., et al. 2010, *The Astrophysical Journal*, 724, 748
- Herwig, F. 2005, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 43, 435
- Hony, S., Van Kerckhoven, C., Peeters, E., et al. 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 370, 1030
- Hony, S., Waters, L., & Tielens, A. 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 390, 533
- Houck, J. R., Roellig, T. L., Van Cleve, J., et al. 2004, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154, 18
- Hyung, S., Aller, L., Feibelman, W., Lee, W., & De Koter, A. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 318, 77
- Hyung, S., Aller, L. H., & Feibelman, W. A. 1994, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 745
- Indebetouw, R., Matsuura, M., Dwek, E., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 782, L2
- Jacob, R., Schönberner, D., & Steffen, M. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 558, A78
- Juan de Dios, L., & Rodríguez, M. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469, 1036

- Kaler, J. B., Kwitter, K. B., Shaw, R. A., & Browning, L. 1996, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, 980
- Karakas, A. I. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445, 347
- Karakas, A. I., & Lattanzio, J. C. 2014, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 31
- Kaufman, V., & Sugar, J. 1986, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 15, 321
- Kemper, F., Vriend, W., & Tielens, A. 2004, *The Astrophysical Journal*, 609, 826
- Kessler, M. 2002, *Advances in Space Research*, 30, 1957
- Kingsburgh, R. L., & Barlow, M. 1994, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 271, 257
- Kisielius, R., & Storey, P. 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 387, 1135
- Kisielius, R., Storey, P., Ferland, G. J., & Keenan, F. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 397, 903
- Köhler, M., Ysard, N., & Jones, A. P. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 579, A15
- Kwitter, K., & Henry, R. 1998, *The Astrophysical Journal*, 493, 247
- . 2001, *The Astrophysical Journal*, 562, 804
- Kwitter, K., Henry, R., & Milingo, J. 2003, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 80
- Lattanzio, J., Frost, C., Cannon, R., & Wood, P. 1996, *Memorie della Società astronomica italiana*, 67, 729
- Liu, Y., Liu, X.-W., Barlow, M., & Luo, S.-G. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 353, 1251
- Lodders, K. 2019, arXiv preprint arXiv:1912.00844
- Luri, X., Brown, A., Sarro, L., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A9
- Luridiana, V., Morisset, C., & Shaw, R. A. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 573, A42

- Matsuura, M., Indebetouw, R., Kamenetzky, J., et al. 2015, in *Revolution in Astronomy with ALMA: The Third Year*, Vol. 499, 323
- McLaughlin, B., Lee, T.-G., Ludlow, J., et al. 2011, *Journal of Physics B: Atomic, Molecular and Optical Physics*, 44, 175206
- Mendoza, C., & Zeppen, C. 1983, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 202, 981
- Messenger, S. J., Speck, A., & Volk, K. 2013, *The Astrophysical Journal*, 764, 142
- Milingo, J., Henry, R., & Kwitter, K. 2002, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 138, 285
- Milingo, J., Kwitter, K., Henry, R., & Souza, S. 2010, *The Astrophysical Journal*, 711, 619
- Molster, F., Yamamura, I., Waters, L., et al. 1999, *Nature*, 401, 563
- Moseley, S., Dwek, E., Glaccum, W., et al. 1989, *Nature*, 340, 697
- Nanni, A., Bressan, A., Marigo, P., & Girardi, L. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, 2390
- O'Donnell, J. E. 1994, *The Astrophysical Journal*, 422, 158
- Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei* (University science books)
- Otsuka, M., Hyung, S., Lee, S.-J., Izumiura, H., & Tajitsu, A. 2009, *The Astrophysical Journal*, 705, 509
- Parker, Q. A., Bojičić, I. S., & Frew, D. J. 2016, 728, 032008
- Peimbert, M. 1978, in *Symposium-International Astronomical Union*, Vol. 76, Cambridge University Press, 215–224
- Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1971, *The Astrophysical Journal*, 168, 413
- Peña, M., Stasińska, G., Esteban, C., et al. 1998, *Astronomy and Astrophysics*, 337, 866
- Peña, M., Stasińska, G., & Medina, S. 2001, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 10, 9
- Perea-Calderón, J. V., García-Hernández, D., García-Lario, P., Szczerba, R., & Bobrowsky, M. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 495, L5

- Pignatari, M., Herwig, F., Hirschi, R., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 225, 24
- Podobedova, L., Kelleher, D., & Wiese, W. 2009, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 38, 171
- Porter, R., Ferland, G. J., Storey, P., & Detisch, M. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 425, L28
- Quireza, C., Rocha-Pinto, H., & Maciel, W. 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 475, 217
- Ramsbottom C., B. K. 1997, *ADNDT*, 66
- Rau, G., Ohnaka, K., Wittkowski, M., Airapetian, V., & Carpenter, K. G. 2019, *The Astrophysical Journal*, 882, 37
- Roche, P. F., & Aitken, D. K. 1986, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 221, 63
- Rodríguez, L. F., & Jauregui, J. Y. C. B. 1996, *Formación estelar (Fondo de Cultura Economica)*
- Rodríguez, M. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 495, 1016
- Rodríguez-Flores, E., Corradi, R., Mampaso, A., et al. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 567, A49
- Sabbadin, F., Falomo, R., & Ortolani, S. 1987, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 67, 541
- Sahai, R., Morris, M. R., & Villar, G. G. 2011, *The Astronomical Journal*, 141, 134
- Salpeter, E. 1977, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 15, 267
- Sharpee, B., Williams, R., Baldwin, J. A., & van Hoof, P. A. 2003, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 149, 157
- Smith, C. L., Zijlstra, A. A., Gesicki, K. M., & Dinerstein, H. L. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471, 3008
- Smith Jr, H. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 449, 2980
- Sofia, U. J., Cardelli, J. A., & Savage, B. D. 1994, *The Astrophysical Journal*, 430, 650
- Stanghellini, L., García-Hernández, D. A., García-Lario, P., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 753, 172

- Stanghellini, L., & Haywood, M. 2010, *The Astrophysical Journal*, 714, 1096
- Stanghellini, L., Shaw, R. A., & Villaver, E. 2016, *The Astrophysical Journal*, 830, 33
- Stasinska, G. 2002, arXiv preprint astro-ph/0207500
- Stasińska, G., & Szczerba, R. 1999, *Astron. Astrophys.*, 352, 287
- Storey, P., & Hummer, D. 1995, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 272, 41
- Storey, P., & Sochi, T. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 446, 1864
- Storey, P., Sochi, T., & Bastin, R. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 470, 379
- Storey, P., & Zeippen, C. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 312, 813
- Surendiranath, R., & Pottasch, S. 2008, *Astronomy & Astrophysics*, 483, 519
- Tayal, S. 2011, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 195, 12
- Tayal, S., & Zatsarinny, O. 2010, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 188, 32
- Tchernyshyov, K., Meixner, M., Seale, J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 811, 78
- Tielens, A., Waters, L., & Bernatowicz, T. 2005, in *Chondrites and the Protoplanetary Disk*, Vol. 341, 605
- Todini, P., & Ferrara, A. 2001, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 325, 726
- Triani, D. P., Sinha, M., Croton, D. J., Pacifici, C., & Dwek, E. 2020, arXiv preprint arXiv:2002.05343
- Trumpler, R. J. 1930, *Lick Observatory Bulletin*, 14, 154
- Tsamis, Y., Barlow, M., Liu, X.-W., Danziger, I., & Storey, P. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 345, 186
- Ventura, P., & D'Antona, F. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 410, 2760
- Ventura, P., Stanghellini, L., Dell'Agli, F., García-Hernández, D., & Di Criscienzo, M. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452, 3679

REFERENCIAS

- Wang, W., & Liu, X.-W. 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 381, 669
- Waters, L., Molster, F., De Jong, T., et al. 1996, Astronomy and Astrophysics, 315, L361
- Waters, L., De Koter, A., Beintema, D., et al. 1998, Astron. Astrophys., 331, L61
- Weidmann, W. A., Mari, M. B., Schmidt, E. O., et al. 2020, Catalogue of central stars of planetary nebulae: Expanded edition. <https://arxiv.org/abs/2005.10368>
- Werner, M. 2005, Advances in Space Research, 36, 1048
- Wesson, R., Liu, X., & Barlow, M. 2005, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 362, 424
- Wesson, R., & Liu, X.-W. 2004, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 351, 1026
- Whittet, D. 2002, Dust in the Galactic Environment (CRC Press)
- Wiese W. L., Fuhr J. R., D. T. M. 1996, JPCRD, 446, 403
- Zhang, C., & Kwok, S. 1990, Astronomy and Astrophysics, 237, 479