

Curso 2004/05
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/25
I.S.B.N.: 84-7756-664-X

SILVANA GUADALUPE NAVARRO JIMÉNEZ

**Determinación de distancias
a nebulosas planetarias**

Directores

**ANTONIO MAMPASO RECIO
ROMANO L.M. CORRADI**



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

Resumen

La determinación de distancias a nebulosas planetarias es un problema no resuelto aún en lo que a las planetarias de nuestra Galaxia se refiere. Las determinaciones que se encuentran en la literatura llegan a diferir por factores de tres o más para un mismo objeto. Con los métodos individuales utilizados hasta la fecha, se obtienen precisiones del orden del 20 o 30 %; sin embargo, únicamente pueden ser aplicados a un número restringido de objetos. Por su parte los métodos estadísticos, que pueden aplicarse a un gran número de objetos, no nos proporcionan determinaciones individuales precisas y sólo son válidos para estudiar propiedades estadísticas de las planetarias.

En este trabajo analizamos los diversos métodos de determinación de distancias a nebulosas planetarias, y elegimos explorar y utilizar el método de extinción-distancia por tratarse del método que ofrece la posibilidad de ser aplicado a un mayor número de nebulosas planetarias y de proporcionar, a la vez, una precisión razonable.

Como veremos en el capítulo dos, los requerimientos del método exigen un conocimiento, lo más preciso posible, del tipo espectral en las estrellas cercanas a la línea de visión de cada planetaria, el cual, unido a la fotometría en banda ancha de cada una de estas estrellas permite construir el diagrama enrojecimiento-distancia.

El método de extinción-distancia se basa en la determinación de la extinción promedio en la dirección de cada NP. Para conseguir este objetivo es necesario determinar la extinción de un gran número de estrellas a lo largo de la línea de visión de cada planetaria y en la región que la rodea, para así garantizar una adecuada determinación estadística. Esto representó un gran esfuerzo tanto observacional como de análisis y reducción de datos. En total, el número de espectros que se redujeron y analizaron en los campos que rodean a las 35 planetarias observadas fué de más de 2000.

La necesidad de clasificar tal cantidad de espectros estelares exigió investigar e implementar métodos de clasificación espectral, alternativos a los tradicionales, que nos permitieran realizar una clasificación precisa de forma más rápida y sistemática.

En esta tesis hemos desarrollado un sistema de clasificación basado en dos etapas de redes neuronales artificiales (RNA) que nos permite realizar la clasificación espectral de forma automática y obtener una precisión inferior a dos subtipos espectrales en espectros con relación señal a ruido considerada tradicionalmente insuficiente para la clasificación espectral (menor de treinta). La precisión mejora notoriamente al clasificar espectros con mayor señal a ruido.

El catálogo de entrenamiento de las redes neuronales es fundamental para lograr una clasificación espectral correcta. Para construirlo se realizó un análisis detallado de las líneas y parámetros espectrales que se utilizan tradicionalmente en la clasificación espectral, así como de algunas otras líneas que, aunque fuera de la región espectral utilizada tradicionalmente, son útiles para realizar clasificación espectral.

En base a este análisis se eligieron las líneas espectrales más adecuadas para la clasificación de nuestros espectros, tomando en cuenta sus características de resolución, intervalo espectral y cociente señal a ruido. En el capítulo cuatro definimos los índices espectrales asociados a estas líneas, y detallamos la forma en que se realizó la medición de los mismos.

Los catálogos de entrenamiento y validación de las redes se construyeron en base a este conjunto de índices, medidos tanto en los espectros de referencia como en los espectros que

construimos a partir de ellos, con relación señal a ruido semejante a la de nuestros espectros. El propósito principal fue el de entrenar a las redes con espectros que se asemejen lo más posible a los que tendrán que clasificar.

En este trabajo realizamos, en primer lugar, el entrenamiento y validación de un importante número de redes neuronales, con diversas arquitecturas y parámetros de entrada; posteriormente, evaluamos los resultados obtenidos en cuanto a precisión en la clasificación, aplicando las redes ya entrenadas a los espectros de las estrellas de referencia observadas por nosotros y, finalmente, elegimos aquellas redes que minimizaran el error en la clasificación.

Las redes neuronales así elegidas son las que empleamos para clasificar los espectros-problema y esta clasificación la utilizamos para construir los diagramas enrojecimiento-distancia. En lo que representa una de las primeras aplicaciones astrofísicas de la clasificación espectral automática con redes neuronales, presentamos la distancia a tres nebulosas planetarias, NGC 6781, NGC 7027 y NGC 6537 con una incertidumbre del orden o menor al 30 por ciento utilizando espectros con una relación señal a ruido tan baja como la mencionada.

Summary

The distances of Galactic planetary nebulae (PNe) are poorly known: determinations found in the literature can differ by a factor of three or more for the same object. The methods used so far to determine distances for individual objects can reach accuracies of 20 to 30 %; however, their application is restricted to a small number of PNe. On the other hand, statistical methods can be applied to a larger number of objects but give more uncertain results, and distances obtained in this way are not valid for individual objects; they can be used only for statistical analysis of large samples of PNe.

In this work, after analyzing the different methods for distance determination, we choose the one that can be applied to a large number of objects, and to a reasonably high level accuracy: the extinction-distance method. This method is based on the determination of the increase of extinction with distance along the line of sight in the direction of a PN. To do this, it is necessary to compute the reddening and absolute magnitude of a large number of field stars near the line of sight to the nebula, which in turn relies on the determination of their spectral type and apparent luminosity in at least two bands (in this project we used B and V). For the sample of 35 PNe that we have observed, this translated into a powerful observational and computational effort, as more than 2000 spectra of field stars (as well as their photometric data) had to be reduced and analyzed.

In this Thesis, we implement a 2-step classification system with artificial neural networks (ANNs). This allows us to obtain a precision better than two spectral subtypes for spectra with signal to noise ratio (SNR) as low as 30, i.e. for spectra that usually are not considered to be adequate for traditional spectral classification. Of course, for spectra with better SNR (~ 40 to 50) a much better precision is obtained.

In order to achieve such a precision, it is crucial to create an appropriate training catalog for the neural networks. It was built with a set of 36 indices related with the more sensitive lines in our spectra, taking into account their spectral resolution, spectral range covered and SNR. These indices were measured both in the "standard" spectra and in additional spectra built by degrading them to a SNR similar to the stellar spectra to be classified. The nets were therefore trained with spectra showing the same characteristics as those of the target stars.

The next main steps performed in this work were: to train and validate a large number of ANNs, with different architectures and input parameters; to evaluate quantitatively the accuracy of the classification obtained by each network; and, finally, to apply to the 2000 target stars the neural networks that minimize the errors in the classification.

In what is one of the first astrophysical applications of ANN spectral classification, we determine the distances to three PNe: NGC 6781, NGC 7027 and NGC 6537. The accuracy obtained for their distances is of the order of 30 %, which is a fully satisfactory result considering the use of stellar spectra with moderate to low SNR.

Índice

1. Introducción	1
1.1. Distancias a nebulosas planetarias	2
1.1.1. Métodos estadísticos	2
1.1.2. Métodos individuales	3
2. Método, observaciones y su reducción	7
2.1. Método de extinción distancia	7
2.1.1. Descripción	7
2.1.2. Ventajas del método y determinaciones previas	8
2.1.3. Limitaciones del método y medidas adoptadas para superarlas	9
2.2. Observaciones	10
2.2.1. JKT: Astrometría y fotometría en B y V	11
2.2.2. INT: Espectroscopía de rendija larga	12
2.2.3. WHT: Espectroscopía multiobjeto	12
2.3. Reducción de las observaciones en el WHT.	13
2.3.1. Preparación de las imágenes multiespectro.	16
2.3.2. Corrección de la curvatura de los espectros.	16
2.3.3. Extracción de los espectros.	16
2.3.4. Calibración de los espectros en longitud de onda.	18
2.3.5. Sustracción del cielo.	18
2.3.6. Normalización de los espectros.	19
2.3.7. Análisis del cociente señal a ruido de los espectros.	19
3. Clasificación espectral	23
3.1. Clasificación tradicional	23
3.1.1. Principales limitaciones	24
3.1.2. Clasificación espectral en algunos campos.	26
3.2. Clasificación automática.	27
3.2.1. Método de mínima distancia métrica	27
3.2.2. Métodos de correlación cruzada.	29
3.2.3. Redes Neuronales.	29

4. Determinación de índices espectrales y su calibración	39
4.1. Definición de los índices.	39
4.2. Medición de los índices	40
4.3. Elección de los índices	46
4.3.1. Análisis de la dependencia con el tipo espectral y con la clase de luminosidad.	50
4.3.2. Cálculo de los índices en las estrellas de referencia observadas en el WHT	62
4.4. Conclusiones	64
5. Clasificación espectral automática utilizando redes neuronales	73
5.1. Implementación de la red neuronal.	73
5.1.1. Archivos de entrada	74
5.1.2. Arquitectura de la red	76
5.1.3. Entrenamiento de la red	76
5.1.4. Archivos de salida	77
5.2. Estructura del proceso de clasificación espectral basado en redes neuronales	79
5.3. Primera etapa de clasificación.	81
5.3.1. Catálogos de entrenamiento y de validación	81
5.3.2. La arquitectura de las redes	82
5.3.3. Análisis de los errores en los procesos de entrenamiento y de validación	83
5.3.4. Resultados de la primera etapa de clasificación y su análisis.	86
5.3.5. Aplicación de las redes de la primera etapa de clasificación a las estrellas estándar observadas en el WHT	89
5.4. Segunda etapa de clasificación.	91
5.4.1. Parámetros de entrada y salida	95
5.4.2. Catálogos de entrenamiento y de validación	96
5.4.3. Arquitectura de las redes	96
5.4.4. Análisis de los errores en los procesos de entrenamiento y de validación	98
5.4.5. Resultados de la segunda etapa de clasificación y su análisis.	100
5.4.6. Segunda etapa de clasificación para las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT	102
5.5. Conclusiones	108
6. Aplicación del sistema de redes neuronales y resultados	111
6.1. Clasificación espectral automática de estrellas del programa.	111
6.1.1. Abell 63 = PN G053.8-03.0	111
6.1.2. NGC 6781 = PN G041.8-02.9	121
6.1.3. NGC 7027 = PN G084.9-03.4	129
6.2. Clasificación espectral automática en un caso extremo.	137
6.2.1. NGC 6537 = PN G010.1+00.7	137
7. Distancias	145
7.1. Fotometría en B y V	145
7.2. Diagramas de extinción - distancia.	154

7.3. Extinción de las Nebulosas Planetarias y determinación de su distancia . .	162
7.3.1. Distancia a NGC 6781	162
7.3.2. Distancia a NGC 7027	164
7.3.3. Distancia a NGC 6537	166
8. Conclusiones y trabajo futuro	169
8.1. Conclusiones	169
8.2. Trabajo futuro	170
9. Bibliografía	171

1

Introducción

Las Nebulosas Planetarias representan la última fase evolutiva de las estrellas de masa intermedia. En ella, la estrella expelle sus capas más externas, perdiendo gran parte de su masa, formando una nebulosa a su alrededor y descubriendo el núcleo que puede llegar a estar a varios 10^5 K. Puesto que estas estrellas son las más numerosas, su contribución al enriquecimiento en elementos pesados del medio interestelar es de suma importancia para la evolución química de la Galaxia por la gran cantidad de material procesado que devuelven al medio. Por otra parte, su situación evolutiva y las escalas de tiempo en que se lleva a cabo la evolución de la planetaria, convierten a estos objetos en verdaderos laboratorios para el estudio de los procesos de interacción con el medio interestelar y de la misma evolución estelar.

Sin embargo, a pesar de ser objetos ampliamente estudiados, las nebulosas planetarias (NPs) de nuestra Galaxia carecen de determinaciones precisas de su distancia. Las diferentes determinaciones de distancia a un mismo objeto que se encuentran en la literatura, pueden variar por factores de tres o más (Terzian, 1993; Terzian, 1997).

El problema más grave surge al tratar de determinar parámetros físicos de las nebulosas y sus estrellas centrales a partir de estas distancias, pues en las expresiones matemáticas de parámetros tales como la masa y radio de la nebulosa y de su estrella central, intervienen exponentes de grado dos y tres en la distancia. Así, un error de un factor dos en la distancia se convierte en un error de hasta un orden de magnitud en los parámetros inferidos.

Actualmente esto constituye la principal limitación en el estudio de las propiedades físicas de las NPs en general. Paradójicamente, la precisión relativa con la que se conocen las distancias a NPs en otras galaxias es mejor que la correspondiente a planetarias de nuestra galaxia. Sin embargo, muchos de los modelos de evolución existentes se basan en los parámetros de las NPs galácticas; por ello el conocimiento detallado de sus propiedades es imprescindible en la interpretación de los resultados obtenidos para las NPs extragalácticas.

El propósito de esta tesis es implementar un método que permita determinar con precisión la distancia a un número considerable de NPs. Como se verá más adelante, los llamados métodos estadísticos nos permiten obtener la distancia a un gran número de NPs, pero la precisión de estos métodos es muy baja. Por otro lado, los que llamaremos métodos individuales permiten una determinación más precisa de la distancia a las NPs, pero su

aplicación queda restringida, por lo general, a sólo algunas NPs (las más cercanas o las más brillantes). El método que evaluamos y exploramos en este trabajo permite, en principio, obtener la distancia de forma fiable, con errores del orden del 20 o 30 %, a un gran número de NPs.

En los últimos años se han producido grandes avances tecnológicos tanto en los sistemas de adquisición de datos como en los sistemas de procesamiento de los mismos, y esto ha permitido determinar la distancia a algunas NPs con elevada precisión. Por ejemplo Harris y colaboradores, en 1997, presentan las distancias que obtienen por paralajes trigonométricos a 11 NPs; la precisión que alcanzan es del orden del 30 % en 8 de ellas (para las situadas a menos de 700 pc). Martin (1994), utilizando fotometría de Walraven calcula la distancia a 4 NP's mediante el método de extinción-distancia y reporta errores menores al 10 %; Esto sugiere que el método de extinción-distancia podría ser un método preciso y a la vez factible para un gran número de NPs en nuestra galaxia, como veremos más adelante. Si tomamos en consideración, además, la posibilidad de utilizar el espectro de las estrellas para determinar su tipo espectral (y de allí la relación extinción-distancia) con mayor precisión que utilizando fotometría, y la posibilidad de realizar la clasificación espectral automáticamente, utilizando redes neuronales, el método se torna más preciso y rápido.

1.1. Distancias a nebulosas planetarias

Los métodos más utilizados para determinar las distancias a NPs, los podemos dividir en dos grupos: métodos estadísticos y métodos individuales.

1.1.1. Métodos estadísticos

Se basan en suponer constantes algunas propiedades de la nebulosa o de su estrella central, y permiten la determinación de la distancia a un gran número de NPs. Estos métodos facilitan análisis estadísticos pero no son adecuados para determinar distancias individuales a NPs; contienen además errores sistemáticos difíciles de controlar. Sus principales fuentes de error son, precisamente, las suposiciones que se realizan, pues las propiedades de las NPs varían conforme evoluciona la planetaria y algunas de ellas dependen también de la interacción con el medio circundante. Esto ocasiona una gran disparidad en los resultados obtenidos, llegando a encontrarse distancias a un objeto que difieren por factores de 3 o más (Terzian, 1997; Phillips, 2004). No obstante, estos métodos han permitido el análisis estadístico de este grupo de objetos y gracias a ellos se puede estudiar su distribución en la galaxia, su contribución al enriquecimiento global de la misma, etc.

Entre estos métodos se encuentran:

Método de Shklovsky

Shklovsky (1956) considera constante la masa ionizada de la nebulosa y, en base a ello, calcula la distancia a partir del tamaño angular y la emisión en $H\beta$ corregida por extinción. Cahn y Kaler (1971) calculan, mediante este método, la distancia a más de 600 NPs. Milne y Aller (1975) calculan la distancia a 165 NPs del sur, utilizando el equivalente en radio del método de Shklovsky y observaciones en 5GHz.

Más recientemente el método de Shklovsky ha sido modificado por la utilización de relaciones empíricas masa-radio (Maciel y Pottasch, 1980; Daub, 1982). Así Maciel (1984) recalcula las distancias a NPs del catálogo de Cahn y Kaler (1971) utilizando las relaciones de Maciel y Pottasch (1980), mientras que Cahn, Kaler y Stanghellini (1992) calcularon la distancia a 778 NPs de acuerdo con el esquema de Daub (1982). Phillips (2004) propone una calibración de las distancias basada en la luminosidad en 5 GHz. Utilizando la relación calibrada entre la temperatura de brillo (T_B) y el radio de la nebulosa, calcula la distancia a 449 planetarias. Además del error que introducen las fuertes suposiciones que realizan estos métodos, existe el problema de las distancias utilizadas para calibrar las relaciones que se emplean, pues el número de planetarias con distancias determinadas con suficiente precisión es aún limitado.

Masa de polvo constante

Tajitsu y Tamura (1998) proponen un nuevo indicador de distancia basado en los flujos IRAS de NPs. Estos autores suponen que los granos de polvo de las NPs emiten como cuerpo negro a cierta temperatura T_D (la cual determinan) y suponen también una masa total de polvo M_D constante para todas las NPs. Esto último resulta ser la principal desventaja del método si se considera que la evolución de la planetaria puede afectar la cantidad de polvo en la nebulosa. (Huggins et al., 1996 encuentran que la masa de Hidrógeno molecular en NPs decrece cuando el radio aumenta).

1.1.2. Métodos individuales

Existen varios métodos para determinar la distancia a los objetos celestes en general; sin embargo la aplicación de muchos de ellos a las NPs se ve restringida por las condiciones especiales de estos objetos. Así por ejemplo:

Método de paralajes trigonométricos

Este método fué de los primeros utilizados para determinar distancias a objetos cercanos. Sus resultados son muy fiables si se cuenta con mediciones astrométricas muy precisas, pero sólo puede ser utilizado para determinar la distancia a las NPs más cercanas ($D \leq 400$ pc), las cuales son muy pocas (probablemente unas 23; Terzian, 1993). Actualmente, gracias a mediciones astrométricas con CCD, es posible medir paralajes con una precisión de 0.5 milisegundos de arco. Harris et al. (1997) presentan distancias a 11 NPs obtenidas por paralajes trigonométricos logrando una precisión del 20 % en cuatro de ellas. En este aspecto los resultados de HIPPARCOS no ayudan mucho pues para NPs compactas, la misma nebulosa interfiere en la medición del paralaje (Acker et. al 1998).

Paralajes espectroscópicos

Mediante este método es posible determinar la distancia a una estrella si conocemos su tipo espectral, pues en base a modelos se puede determinar su magnitud absoluta. Resulta, en general, poco útil para determinar la distancia a NPs, pues depende de los modelos de atmósferas utilizados, los cuales están pensados para estrellas normales, que no es el caso

de las estrellas centrales de NPs. Sin embargo es posible utilizar este método cuando la NP forma parte de un sistema binario que sea posible resolver. Pottasch, (1996) presenta una recopilación de las distancias a NPs determinadas en esta forma, 8 en total. En los últimos años este número se ha incrementado notoriamente. Ciardullo et al (1999) utilizando observaciones del HST para descubrir compañeras de estrellas centrales de NPs determina la distancia a 9 objetos mas.

Actualmente De Marco et al. (2004) y Bond y Afsar (2004) realizan una búsqueda de sistemas binarios en núcleos de nebulosas planetarias, basándose en variaciones de su velocidad radial. Sin embargo, es importante recordar que sólo será posible utilizar a la compañera para la determinación de la distancia, cuando la distancia entre las dos estrellas sea lo suficientemente grande como para asegurar que no exista interacción entre ellas que pueda modificar su evolución, como lo puede hacer la acreción de material.

Expansión de la nebulosa o paralajes de expansión.

Mediante la medición de la velocidad de expansión de la nebulosa y de su expansión angular aparente, es posible determinar, con precisión de entre el 10 y el 20 %, la distancia a una NP si suponemos que la velocidad es constante durante el intervalo de tiempo utilizado y que el tamaño aparente de la nebulosa, ya sea en el visible o en radio, aumenta con esta velocidad (es decir que el frente de ionización viaja a una velocidad mayor o igual que la de expansión). De nuevo, este método sólo es útil en algunos casos (los más cercanos) y supone observaciones de varios años. Terzian (1997) hace una recopilación de las distancias medidas en esta forma en radio y en el visible (10 en total), y hace notar la disparidad de los resultados en algunos casos. Recientemente Reed et al. (1999), lograron determinar la distancia a NGC 6543, con una precisión del 26 %, midiendo su expansión en imágenes HST en el visible de dos épocas diferentes, separadas en tiempo 3 años. Esto abre la posibilidad de realizar mediciones muy precisas de la expansión nebular (y por tanto de la distancia) en intervalos de tiempo más cortos, al menos para las NPs con distancias menores o del orden de 1 kpc. Palen et al. (2002) determinan la distancia a cuatro objetos más utilizando también las imágenes del HST.

Mellema (2004) realiza un análisis crítico de este método y tomando en cuenta que se está comparando la velocidad del material con la velocidad del frente de ionización, propone correcciones de entre el 20 y el 30 % a las distancias calculadas de esta forma.

NPs como miembros de estrellas binarias y de cúmulos

Aunque la binariedad nos permite determinar la distancia con gran precisión, sólo se conocen pocos casos de NPs en sistemas binarios resueltos, como mencionamos en la subsección anterior, referente a paralajes espectroscópicos, Bond et al. (1997) y Ciardullo et al. (1999) encuentran nuevos candidatos a sistemas binarios entre las planetarias utilizando imágenes “snapshot” del HST. En cuanto a binarias en cúmulos, sólo se conocen dos casos: K648 en M15 y GJJC-1 en M22. (Gillett et al. 1989, Cohen & Gillett, 1989).

Método de extinción

Hasta el momento, este método es el más preciso que nos permite determinar la distancia a un número considerable de NPs. Aunque ha sido utilizado con éxito por otros autores (Gathier et al., 1986a; Pollaco & Ramsay, 1992; Saurer, 1998), el número de NPs al que ha sido aplicado es aún muy reducido, dadas las altas exigencias del método en tiempo de observación y en tratamiento y análisis de los datos. A lo largo de esta memoria demostraremos que es un método fiable y que, con las nuevas técnicas de observación multiobjeto y de reducción automática de datos, es posible utilizarlo para determinar con precisión la distancia a un gran número de NPs.

En el siguiente capítulo se presenta una descripción más detallada de este método, sus limitaciones y la forma en que se afrontaron.

2

Método, observaciones y su reducción

El método elegido para la determinación de distancias, por su solidez y simplicidad fue el de extinción-distancia. La fortaleza del método se basa principalmente en que no depende de modelos teóricos ni es necesario realizar suposiciones sobre las propiedades físicas de las planetarias que, aunque válidas como primera aproximación, no lo son en general.

En este capítulo describiremos el método, sus principales ventajas y limitaciones, y detallaremos las medidas que se tomaron para superar estas últimas. En la segunda sección se describen las observaciones realizadas y sus características principales, las instalaciones telescópicas y la instrumentación utilizada. Se presenta también un resumen de los resultados de dichas observaciones. Finalmente se describe detalladamente el proceso de reducción de los datos en los que se basó este trabajo, los problemas encontrados y la forma en que se resolvieron. Se realiza también un estudio detallado del cociente señal a ruido (S:N) en los espectros obtenidos, el cual será de gran utilidad para analizar los resultados de la clasificación espectral.

2.1. Método de extinción distancia

2.1.1. Descripción

El método de extinción se basa en la suposición de que es posible determinar una relación entre el enrojecimiento interestelar y la distancia a estrellas situadas, aproximadamente, sobre la misma línea de visión. Una vez que se encuentra esta relación, es posible calcular la distancia a cualquier otro objeto galáctico, localizado en la misma dirección, si determinamos su enrojecimiento de manera independiente.

La idea del proyecto es determinar la relación enrojecimiento - distancia (RDR por sus siglas en inglés)¹ en la dirección de cada una de las NPs estudiadas. Con este fin, se realizaron observaciones fotométricas (filtros B y V) y espectroscópicas de un gran número de estrellas de campo alrededor de cada NP. A partir de esta información se determina el tipo espectral y el enrojecimiento de cada una de las estrellas.

¹No se utilizarán las siglas en español (RED) para evitar confusión con el mismo término utilizado para la red neuronal

El tipo espectral (TE) y clase de luminosidad (CL) de cada estrella nos permite obtener el color intrínseco $(B - V)_0$ y su magnitud absoluta M_V , utilizando calibraciones de estos parámetros ya existentes en la literatura. Por su parte, la fotometría en los colores B y V nos permite calcular el exceso de color: $E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$

Con estos datos, es posible calcular la distancia (d) a una estrella, mediante la relación:

$$m - M = 5 \log d + RE(B - V) - 5 \quad (2.1)$$

Donde R es el coeficiente de extinción, el cual puede considerarse constante dado lo reducido de cada campo. El valor que utilizaremos para este coeficiente es el más generalizado: 3.1; en la sección 2.1.3 discutiremos las posibles variaciones de este valor.

Con los datos de las estrellas de cada campo podremos construir un diagrama de enrojecimiento: $(m - M)_0$ frente a $E(B - V)$ a partir del cual deduciremos, finalmente, la distancia a la NP una vez conocido el enrojecimiento de la misma a partir de su espectro.

2.1.2. Ventajas del método y determinaciones previas

Este método, no obstante su sencillez, resulta uno de los más fiables pues no depende de ningún modelo de evolución estelar ni hace generalizaciones sobre la estructura o propiedades físicas en las NP's como sucede con los métodos estadísticos. Ha sido utilizado con éxito desde hace varias décadas: Gathier et al. (1986a), utilizando fotometría de Walraven para determinar los tipos espectrales de las estrellas de campo, calculan la distancia a 12 NPs con precisión de entre 10 y 40 por ciento; Pollaco y Ramsey (1992) encuentran la distancia a NGC 2440 con una precisión de casi un 10 %, utilizando fotometría BVI_c. Más recientemente Martin, (1994) calcula la distancia a 4 NP's reportando errores menores al 10 %; por su parte, Saurer (1998) obtiene la distancia a M1-79 con un error del orden del 30 %.

No obstante la potencialidad del método y el grado de precisión que se ha podido alcanzar en estos casos, es necesario analizar detalladamente las posibles fuentes de error de estas determinaciones, pues pueden estar subestimadas. Si comparamos los resultados de Gathier et al. y los de Pollaco y Ramsay para la NP NGC 2440, vemos que las distancias no coinciden, aún tomando en cuenta los intervalos de error que reportan. Pensamos por ello que no están identificadas y tomadas en cuenta todas las fuentes de error. Por ejemplo, las observaciones de Gathier et al. incluyen estrellas que se encuentran a una distancia angular de hasta un grado de la NP, lo cual puede implicar variaciones en la extinción interestelar debido a la inhomogeneidad del medio interestelar. Este efecto es imposible de evitar aún a escalas más pequeñas, sin embargo puede ser neutralizado si se observa un número suficiente de objetos, de manera que podamos garantizar la determinación de una extinción promedio fiable.

Como vemos, la RDR se ha venido determinando utilizando parámetros fotométricos de las estrellas cercanas a la NP. La gran cantidad de observaciones necesarias para la correcta utilización del método ha limitado, por un lado, la técnica a utilizar y, por otro, el número de objetos (NP's) al que es posible aplicarlo.

Con este trabajo se trata de demostrar que con la instrumentación y la capacidad de cómputo actuales es posible deducir la distancia a un número considerable de NP's,

determinando el tipo espectral de las estrellas de campo directamente de su espectro, y utilizando el método de extinción-distancia.

2.1.3. Limitaciones del método y medidas adoptadas para superarlas

Al igual que los demás métodos para determinar distancias, el método extinción-distancia tiene algunas limitaciones que debemos tener en cuenta:

- **i)** El enrojecimiento interestelar de las NPs puede obtenerse de varias formas que no siempre dan los mismos resultados, por lo que debemos ser muy cuidadosos con las posibles fuentes de error y la propagación de los mismos (ver por ejemplo, la discrepancia entre los enrojecimientos obtenidos por los dos métodos usados más comúnmente: el cociente $\text{radio}/\text{H}\beta$ y el decremento de Balmer: Stasinska et al. 1993).
- **ii)** La ley de extinción interestelar (es decir las propiedades del polvo) puede variar con la posición en la Galaxia, mientras que en general, se supone una ley de extinción promedio. Gathier et al. (1986a) encuentran que esto no introduce un error considerable en la determinación de la distancia pues las variaciones importantes a esta ley ocurren a grandes escalas y la variación que podría existir dentro de las regiones observadas (de $3'$ de radio en nuestro caso) sería mínima.
- **iii)** Cuando sea necesario debemos evaluar la extinción interna de la NP utilizando por ejemplo, los flujos en infrarrojo y, de ser preciso, corregir el efecto de la extinción intra y circumnebular. Aunque Gathier et al. (1986a) encuentran que, por lo general, la extinción intranebular es despreciable, la extinción circumestelar puede llegar a ser importante en NPs jóvenes y con núcleos de masa alta: Ciardullo y Jacoby (1999) encuentran una correlación entre la extinción circumestelar y la masa del núcleo de las NPs en las Nubes de Magallanes y M31.
- **iv)** El método puede ser aplicado únicamente a estrellas cercanas al plano de la Galaxia, de manera que el aumento del enrojecimiento sea notorio hasta distancias grandes. Por ello uno de nuestros criterios de selección de las NPs a estudiar fue que se encontraran a una latitud galáctica $|b| < 5^\circ$, con lo que nos aseguramos que, aún a distancias de varios kpc (dependiendo del caso), la extinción será sensible a la distancia.
- **v)** Para determinar la relación extinción-distancia sólo se deben utilizar estrellas muy cercanas a la línea de visión de cada NP, con el fin de minimizar el efecto de las inhomogeneidades en la distribución de polvo de la Galaxia. Dickey et al. (1979) sugieren que la extinción puede variar en una escala espacial tan pequeña como $3'$. Por ello se eligieron aquellas NP's que tuvieran al menos 40 estrellas con $m_V < 20$ dentro de un radio de $3'$ alrededor de la NP. Con ello nos aseguramos el poder determinar con precisión la relación extinción-distancia promedio y evitar que las inhomogeneidades en la distribución del polvo en el medio interestelar la afecten. Esto representa una ventaja decisiva respecto a pasadas determinaciones (Lutz, 1973; Acker, 1978; Gathier et al. 1986a, Martin, 1994 entre otros).

- vi) Para poder encontrar una RDR fiable, se necesita una clasificación espectral muy precisa de las estrellas de campo, ya que el error en el tipo espectral es lo que más afecta la posición de una estrella en el diagrama extinción-distancia. Para asegurar la precisión de la clasificación espectral se decidió obtener el espectro de cada una de las estrellas utilizando un espectrógrafo multirendija en un telescopio con gran area colectora, ya que de otro modo se incrementa prohibitivamente el tiempo de observación necesario.

2.2. Observaciones

El número de NPs conocidas crece continuamente y en la actualidad llega a cerca de 2000. Su distribución espacial es aun incierta debido al desconocimiento de sus distancias. El catálogo más reciente de Kohoutek (2001) incluye 1510 NPs. El catálogo que se utilizó para realizar el proyecto fue el de Acker et al. (1992), con 1147 NP's y 347 posibles NPs y su primer suplemento (Acker et al., 1996), con 243 NPs y 142 posibles NPs.

Para elegir de entre ellas las que mejor se adaptaran al proyecto, es decir que fuera posible medir con precisión su distancia con el método de extinción-distancia, se realizó una cuidadosa selección basada en los siguientes criterios:

- NPs con latitud galáctica $|b| < 5^\circ$.
- Declinación $\delta > -20^\circ$ (por la localización geográfica del Observatorio).
- Que tuviesen al menos 40 estrellas de campo con magnitud límite $m_V \sim 20$, en un area del cielo de $6' \times 6'$. (En todos los casos se tuvieron bastante más).
- NPs con diámetros aparentes de entre $10''$ y $120''$, es decir, lo suficientemente extensas para poder investigar los efectos de una posible extinción interna pero lo suficientemente pequeñas como para que la nebulosa no domine todo el campo del CCD. Esto se cumplió en casi todos los casos, salvo con Sh2-71 y NGC 6445, cuyos diámetros aparentes en el óptico son mayores ($\sim 200''$).
- Se dió preferencia a NPs con determinaciones previas de la extinción y de entre ellas, a las que tenían reportada una mayor extinción para asegurarnos que el método fuese efectivo.

De las 230 NPs resultantes de esta primera selección se eligieron aquellas que mejor se adaptaran a las condiciones específicas de las fechas de observación y al tiempo de telescopio que se concedió. La lista final de objetos a observar incluía poco más de 50 NPs; sin embargo, el clima imperante durante las observaciones en el WHT resultó ser la principal limitante pues de ocho noches asignadas, sólo se pudo observar en cuatro y media de ellas y no en condiciones óptimas. Aún así se pudieron obtener espectros de cerca de 1500 estrellas de campo alrededor de 24 NPs, aunque no todos con suficiente señal a ruido. Posteriormente se obtuvieron poco más de 700 espectros de estrellas alrededor de otras 11 NPs en una temporada adicional de cuatro medias noches.

Como vimos en la sección anterior, para poder aplicar el método de extinción-distancia es necesario conocer el tipo espectral y el enrojecimiento de las estrellas situadas cerca de

la línea de visión de la planetaria, así como su propio enrojecimiento. Las observaciones mínimas que es necesario realizar incluyen por tanto: fotometría con los filtros B y V y espectroscopía de las estrellas de campo; en cuanto a la NP, es necesario obtener su espectro con la calidad suficiente para determinar, a partir de él, su enrojecimiento.

Para poder realizar tal cantidad de observaciones, el equipo de investigadores al cual me uní posteriormente, obtuvo un proyecto de Tiempo Internacional en el Observatorio del Roque de los Muchachos.² Las observaciones se realizaron en los telescopios “Isaac Newton” (INT), “Jacobus Kapteyn” (JKT) y “William Herschel” (WHT), todos ellos del Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma. En la Tabla 2.1 se resumen los instrumentos utilizados, las fechas de observación y sus características. Los datos presentados en esta tesis son los correspondientes a la espectroscopía multirendija de las estrellas que rodean cada NP, obtenidos en el WHT. Para determinar la distancia se utilizarán además la fotometría en los filtros B y V de dichas estrellas (obtenida en el JKT) y la extinción medida en el espectro de cada NP (obtenidos en el INT).

Tabla 2.1: Observaciones

Telescopio	Instrumento	Red o Filtro	T. Exposición	Fecha	Nota
JKT	Cámara + CCD Tek 1024	Filtro B	500+1500s	25-29 05/97 y	1
JKT	Cámara + CCD Tek 1024	Filtro V	300+750s	6-8 08/97	1
INT	IDS c/Cámara 235mm	R300V	120+1200s	23-30 08/97	2
WHT	LDSS2 + CCD SIT1 2048	High (600 l/mm)	3600 s	19-23,27-29 09/97	3
WHT	LDSS2 + CCD SIT1 2048	High (600 l/mm)	3600 s	16-19 08/98	4

1 Observadores: Don Pollaco y Emanuel Vassiliadis.

2 Observadores: Romano Corradi, Antonio Mampaso, Eva Villaver y Laura Colombón.

3 Observadores: Romano Corradi, Emanuel Vassiliadis, Martín Guerrero, Don Pollaco, Luis Cuesta y Eva Villaver.

4 Se observó la mitad de cada noche. Observadores: Antonio Mampaso, Silvana Navarro y Don Pollaco.

2.2.1. JKT: Astrometría y fotometría en B y V

En el telescopio de 1m JKT se obtuvieron imágenes en los filtros B y V de los campos alrededor de 49 nebulosas planetarias. Se utilizó la cámara CCD TeK 1024x1024 con un campo de $5.6' \times 5.6'$ y un tamaño de pixel de $0''.33$.

Se realizaron dos exposiciones en cada filtro, una de ellas más profunda para detectar adecuadamente las estrellas más débiles. En B se obtuvieron imágenes de 500 y 1500 segundos de exposición y en V de 300 y 750 seg.

Las imágenes de 300 seg. en V se utilizaron también para realizar la astrometría de las estrellas de campo, a partir de la cual se eligieron las estrellas que se observarían en el WHT, determinándose con precisión sus coordenadas, dada la necesidad de contar con coordenadas muy precisas de cada una de las estrellas a observar en ese telescopio, para la fabricación de las mascarillas.

²Los investigadores que forman parte del grupo son: Romano Corradi (IP), Luis Cuesta, Katrina Exter, Martín Guerrero, Antonio Mampaso, Arturo Manchado, Victoriano Ortega, Mario Perinotto, Don Pollaco, Stuart Pottasch, Hugo Schwarz, Miquel Serra, Yervant Terzian, Griet Van de Steene y Emanuel Vassiliadis.

2.2.2. INT: Espectroscopía de rendija larga

En el telescopio de 2.5 m INT se realizaron las observaciones espectroscópicas de las NPs, utilizando el espectrógrafo de dispersión intermedia (IDS) con la cámara de 235 mm de distancia focal, la red R300V y un detector CCD Tek5 de 1024x1024 pixeles. La dispersión recíproca del sistema es de 0.33 nm/pix y el intervalo espectral que cubren las observaciones es de 335 a 675 nm.

Se realizaron dos bloques de observaciones de cada NP: uno con observaciones cortas de 2 minutos para evitar la saturación de las líneas más brillantes y otras de 20 minutos para poder detectar las líneas más débiles. El espectro de rendija larga de las planetarias nos puede dar, además de la posibilidad de medir su enrojecimiento, mucha más información sobre la temperatura, densidad y abundancias de cada NP.

La reducción de los datos de fotometría y espectroscopía de rendija larga, es responsabilidad de otros miembros del grupo de investigadores asociados al proyecto, por lo que no se discuten en detalle en esta memoria.

2.2.3. WHT: Espectroscopía multiobjeto

En el telescopio de 4.2 m WHT se utilizó el espectrógrafo multirendija LDSS2 con un CCD SIT1 2048x2048. El espectrógrafo cuenta con una rueda para mascarillas que permite tener hasta siete de ellas, una rueda de filtros con 8 posiciones y una rueda de grismas. El grisma utilizado fue el de mayor resolución (6Å). La escala de placa en el foco de la cámara es de 0.59 "/pix.

2.2.3.1 Astrometría

Las observaciones realizadas en el telescopio William Herschel son determinantes para nuestro estudio, por lo que se puso especial cuidado en su preparación y desarrollo. Para diseñar las mascarillas, fue necesario realizar con antelación la astrometría de las estrellas de campo. Para ello se utilizaron las imágenes en V obtenidas en el JKT y estándares de astrometría de imágenes APM. Don Pollaco y Emanuel Vassiliadis realizaron la reducción de estos datos y, junto con Romano Corradi, la elección de las estrellas que se observarían en el WHT. Esto último se hizo utilizando un programa desarrollado por ellos mismos para maximizar el número posible de rendijas que se podrían realizar sobre cada mascarilla.

2.2.3.2 Diseño y fabricación de las mascarillas

El diseño de las mascarillas se realizó dando especial importancia al número de estrellas que se podrían incluir en cada una. Con el fin de maximizar este número se tomaron las siguientes medidas:

- La mayoría de las placas se colocaron a un ángulo de 45°, de manera que el espacio útil para perforar las rendijas (la diagonal) fuera mayor. De esta forma fue posible realizar placas con hasta 70 rendijas.
- El tamaño de las rendijas fue el mínimo posible: 6" de largo y el ancho de 1.5".

- En el diseño de las placas se incluyeron también rendijas para obtener el espectro de las estrellas más brillantes, las cuales normalmente saturarían al CCD. Para evitar la saturación fue necesario colocar en cada una de esas rendijas un filtro neutro. Esto permitió reducir en un 50% el número de mascarillas necesarias y en un 30%, aproximadamente, el tiempo de observación de cada campo. La colocación manual de la cinta neutra fue algo muy laborioso y que requirió gran cuidado, siendo necesario identificar, previamente, las rendijas correspondientes a las estrellas más brillantes que magnitud 18 en V.

Las mascarillas se fabricaron en el taller mecánico del ING en la forma habitual, utilizando placas de latón. Sin embargo, dado el gran número de máscarillas que debían ser fabricadas, fue necesario enviar a un técnico del IAC para aprender el procedimiento y poder ayudar así en su fabricación.

2.2.3.3. Condiciones y resultados de las observaciones

Aunque durante la temporada de Septiembre del 97, el clima no permitió observar durante tres noches completas (23, 27 y 28), se lograron obtener imágenes multiespectro de 24 campos. Las nubes afectaron la mayor parte del tiempo, por lo que el cociente señal a ruido (S:N) de muchos de los espectros no fue el esperado, no obstante se lograron obtener los espectros de las estrellas más brillantes con un S:N razonable. En la temporada de Agosto del 98 el clima fue excelente y se obtuvieron imágenes multiespectro de 11 campos adicionales, llegando en muchos casos a estrellas tan débiles como magnitud 21. En la Tabla 2.2 se presenta un resumen de los campos observados con el WHT.

En ambas temporadas se realizaron también observaciones de estrellas del catálogo de Jacoby et al. (1984, referido como Jacoby en lo que sigue) con el fin de utilizarlas como referencia y como estrellas de prueba para la clasificación espectral, como veremos más adelante. En la Tabla 2.3 se listan las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT, el tiempo de exposición, en segundos, y el tipo espectral que reporta. En la última columna incluimos nuestra determinación del tipo espectral, cuando no concuerda con la de Jacoby (ver final de la sección 4.2)

No fue posible observar todas las estrellas del catálogo, que sería lo ideal, pero se procuró tener observaciones de la mayor variedad posible de tipos espectrales. En total se observaron 31 de las 161 estrellas del catálogo de Jacoby, de algunas de ellas se cuenta con dos o tres observaciones (ver Tabla 2.3).

2.3. Reducción de las observaciones en el WHT.

La reducción de las 95 imágenes con espectros multirendija se realizó utilizando las tareas del paquete de reducción IRAF. A continuación se detallan los pasos seguidos en este proceso y los problemas encontrados en cada etapa, así como la solución que se dió a los mismos. Por simplicidad llamaremos “imagen multiespectro” (o sólo imagen) al conjunto de espectros obtenidos en cada campo para así evitar confusión cuando hablamos de cada uno de los espectros ya extraídos.

Tabla 2.2: Campos alrededor de Nebulosas Planetarias observados en el WHT.

Nombre	Número PN-G ¹	Tiempo de exp. (segundos)	Fecha de observación	Número de rendijas ²
A 2	122.1-04.9	3 x 1200	22/09/97	67 (28+35)
A 3	131.5+02.6	3 x 1200	20/09/97	71 (18+14)
A 14	197.8-03.3	2 x 1000 + 400	29/09/97	88 (47+19)
A 63	053.8-03.0	2 x 1800	16/08/98	77 (44+20)
A 77	097.5+03.1	3 x 1200	20/09/97	66 (21+26)
A 79	102.9-02.3	2400 + 2 x 1800	18,19/08/98	68 (45+18)
A 82	114.0-04.6	1800 + 2100	19/08/98	68 (16+36)
BV5-1	119.3+00.3	3 x 1200	21/09/97	73 (7+18)
BV5-2	121.6-00.0	3 x 1200	19/09/97	70 (6+15)
IC289	138.8+02.8	3 x 1200	21/09/97	60 (11+15)
IC1747	130.2+01.3	3 x 1200	19/09/97	68 (5+24)
K3-46	069.2+03.8	3 x 1200	21/09/97	75 (10+39)
K3-90	126.3+02.9	3 x 1200	29/09/97	68 (26+17)
K3-92	130.4+03.1	3 x 1200	22/09/97	70 (27+35)
K3-93	132.4+04.7	3 x 1200	29/09/97	66 (12+18)
K3-94	142.1+03.4	3 x 1200	21/09/97	69 (13+14)
K4-55	084.2+01.0	3 x 1200	20/09/97	64 (7+30)
M1-46	016.4-01.9	2 x 1800	19/08/98	59 (34+6)
M1-60	019.7-04.5	2 x 1800	17/08/98	54 (16+24)
M1-66	032.7-02.0	3 x 1200	21/09/97	58 (15+21)
M1-75	068.8-00.0	3 x 1200	20/09/97	73 (7+24)
M1-79	093.3-02.4	3 x 1200	19/09/97	72 (16+16)
M2-51	103.2+00.6	3 x 1200	29/09/97	68 (18+9)
M2-52	103.7+00.4	3 x 1200	21/09/97	62 (39+12)
M2-53	104.4-01.6	3 x 1200	19/09/97	68 (12+20)
M3-30	017.9-04.8	2 x 1800	18/08/98	54 (14+21)
NGC 6445	008.0+03.9	2 x 1800	18/08/98	54 (17+12)
NGC 6537	010.1+00.7	2 x 1800	16/08/98	54 (21+29)
NGC 6781	041.8-02.9	2 x 1800	17/08/98	70 (26+22)
NGC 6804	045.7-04.5	3 x 1200	20/09/97	74 (18+21)
NGC 6842	065.9+00.5	3 x 1200	22/09/97	71 (25+39)
NGC 7026	089.0+00.3	3 x 1200	29/09/97	74 (39+25)
NGC 7027	084.9-03.4	1800 + 1500	16/08/98	69 (34+24)
NGC 7048	088.7-01.6	1800 + 1500	17/08/98	71 (26+30)
SH2-71	035.9-01.1	3 x 1200	22/09/97	58 (20+31)

¹ Número formado por sus coordenadas galácticas (descrito en Acker et al., 1992)² En esta columna se lista el número de rendijas y entre paréntesis, el número de espectros extraídos con $S:N > 20$ + aquellos con $5 < S:N < 20$, de estos últimos, los de $S:N > 10$ pueden también ser clasificados, aunque con mucho menor precisión.

Tabla 2.3: Estrellas del catálogo de Jacoby et al. (1984) observadas en el WHT

Num. Jacoby	Nombre	T. Exposición	Tipo Espectral	Nota
jhc001	HD242908	7	O5V	
jhc011	HD158659	5 y 20	B0V	
jhc014	HD37767	8	B3V	
jhc016	HD240344	30 y 150	B4V	
jhc017	HD30584	5	B6V	B8V
jhc023	HD190785	20, 180 y 300	A2V	A1V
jhc026	HD21619	5	A6V	
jhc030	HD23733	10	A9V	
jhc035	SAO57199	5	F6V	
jhc044	HD17647	10	G1V	G6V
jhc048	HD22193	5 y 8	G6V	
jhc052	HD23524	5 y 60	K0V	
jhc053	HD5351	5	K4V	
jhc062	HD227018	30	O6.5III	
jhc075	HD28696	5	B8III	
jhc078	HD240296	15	A6III	
jhc084	SAO20603	5	F7III	
jhc088	HD25894	5	G2III	
jhc089	HD2506	1, 2 y 10	G4III	G6III
jhc097	SAO55164	5 y 15	K0III	
jhc102	SAO21753	5 y 20	K7III	M1III
jhc119	HD209678	20	B2I	
jhc120	SAO20899	5 y 15	B3I	
jhc126	SAO11344	5 y 15	A0I	
jhc132	HD842	60	A9I	
jhc142	SAO21446	10 y 60	G1I	
jhc148	HD1069	1 y 3	K2I	
jhc149	HD1400	90	K5I	K7
jhc151	SAO23888	10	M1I	
jhc156	HD16691	5	O5I	em. en 4686 y H α
jhc157	HD108	120	O6II	em. en 4686 y H α

2.3.1. Preparación de las imágenes multiespectro.

En cada una de las imágenes se realizó la resta del bias, localización y eliminación de píxeles y zonas no útiles del CCD y corrección por campo plano (flat field), utilizando la tarea CCDPROC de IRAF. La eliminación de los rayos cósmicos se realizó con IMCOMBINE, obteniendo la mediana de las imágenes multiespectro, en los campos donde se tomaron tres exposiciones. En aquellos campos donde solo se obtuvieron dos imágenes, se utilizó la tarea CRCOMBINE de IRAF con la opción *crreject* para eliminar los rayos cósmicos. El problema encontrado en esta etapa fue la dificultad en obtener imágenes de campo plano a través de cada mascarilla (como sería lo ideal). Debido a ello se utilizaron imágenes de campo plano obtenidas con rendija larga y solo se corrigió por variaciones pixel a pixel.

2.3.2. Corrección de la curvatura de los espectros.

Como podemos observar en el recuadro azul de la figura 2.1, la parte más roja de los espectros cercanos al borde del CCD se aprecia ligeramente curvada. (La región azul que alcanza a registrar el CCD se inicia, generalmente, más cerca del centro, por ello no se ve afectada). Esto es un efecto típico de borde de la óptica del sistema. La desviación alcanza a ser en ocasiones de más de 6 píxeles, respecto a la posición del espectro en la parte central.

Utilizando la tarea APTRACE de IRAF se intentó trazar los espectros pero debido a que la mayoría de ellos son débiles en los extremos (pues la sensibilidad del detector disminuye rápidamente) no es posible controlar el trazado del espectro hasta el final. El polinomio ajustado llega a invadir espectros adyacentes (que son más intensos) cuando la señal del continuo es débil. Esto produce serios problemas al realizar la extracción de los espectros de calibración pues si el trazado llega a invadir espectros adyacentes, se extraen espectros falsos que no permiten una correcta calibración en longitud de onda.

La solución que se encontró fue corregir la curvatura de las imágenes multiespectro como si fuesen espectros de rendija larga. Cambiando el eje de dispersión de la imagen y utilizando el continuo de los espectros como si fuesen “líneas en emisión” de un espectro de rendija larga, fue posible utilizar las tareas estándar IDENTIFY, REIDENTIFY, FITCOORDS y TRANSFORM para: “identificar” las líneas guía, seguirlas a lo largo de toda la imagen, ajustar un polinomio al trazado y realizar la transformación necesaria para corregir la curvatura en toda la imagen. Aunque el proceso es equivalente al trazado de los espectros, la ventaja de esta opción es que las funciones que se utilizan para ajustar el comportamiento de las líneas son más suaves, pues deben ajustar a toda la superficie, y no sólo a unas pocas filas como sucede cuando se traza cada espectro. La desviación del extremo del espectro se corrige y llega a ser de menos de un pixel.

2.3.3. Extracción de los espectros.

Una vez corregida la curvatura de los espectros en los bordes, es posible marcar los espectros y extraerlos más fácilmente; sin embargo, debido a la proximidad de unos con otros fue necesario marcar los espectros manualmente, pues al hacerlo en forma automática, aquellos que se encuentran muy cerca del borde de la rendija respectiva suelen quedar contaminados por el espectro adyacente, lo cual hace imposible la calibración en longitud de onda al extraer en la misma forma los espectros de la lámpara de calibración, pues

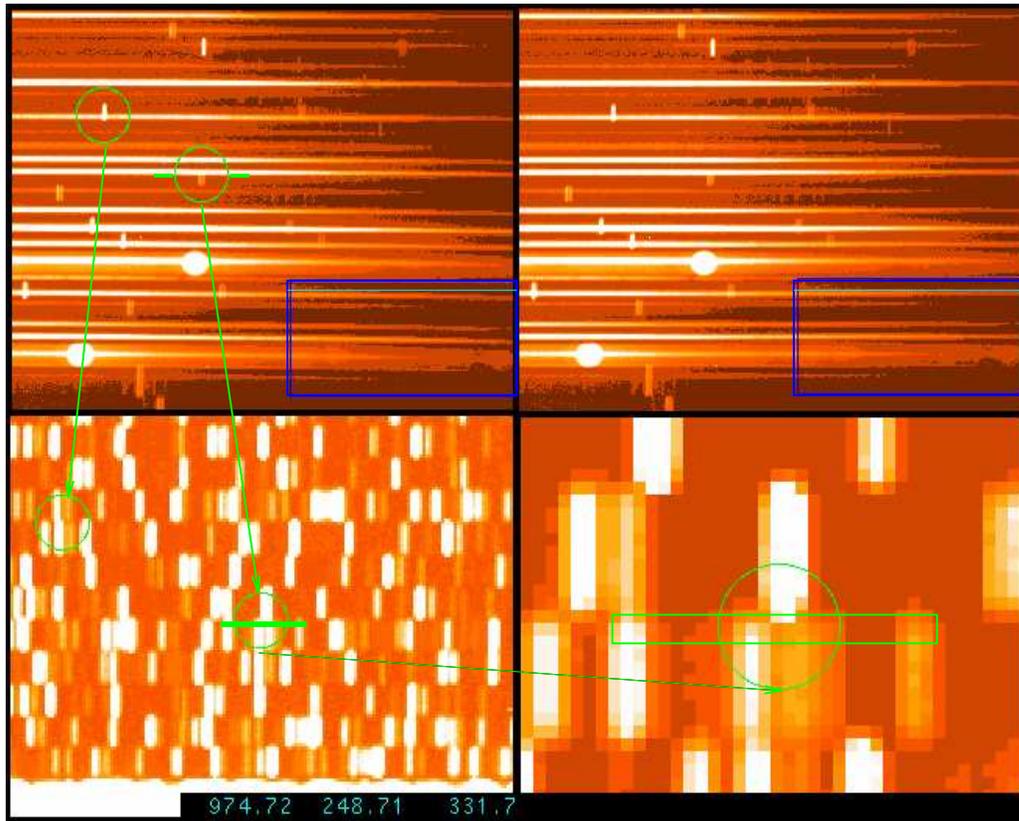


Figura 2.1: Imágenes multiespectro obtenidas en el WHT. En la parte superior izquierda se muestra la sección de una imagen original y a la derecha la misma sección de la imagen ya corregida del efecto de curvatura en el borde (la curvatura se nota, aunque ligeramente en el recuadro azul). En la parte inferior se muestra un ejemplo (no de los más críticos) del espectro de la lámpara de calibración, en ambos cuadros se marca (en verde) la zona donde se sitúa el espectro de la estrella (marcado también en la imagen superior izquierda) y que es necesario extraer para realizar la calibración en longitud de onda. Como vemos si se extrajera automáticamente (utilizando las mismas coordenadas que marca el trazado del espectro estelar), el espectro de calibración resultaría contaminado por las líneas correspondientes a la rendija superior, imposibilitando con ello una correcta calibración.

quedan contaminados, como dijimos, por otro espectro (ver figura 2.1). Esta parte de la reducción fue la que consumió más tiempo pues fue necesario realizarla con sumo cuidado ya que de ella depende la correcta extracción y posterior calibración de los espectros. Se utilizó la tarea APALL de IRAF para marcar, trazar y extraer los espectros. El trazado de los espectros se realizó ajustando polinomios de Legendre de orden bajo (entre 3 y 5).

2.3.4. Calibración de los espectros en longitud de onda.

La lámpara de calibración utilizada fue una de cobre-argon (Cu-Ar) por el gran número de líneas en todo el rango espectral observado. Esto permitió realizar una calibración muy precisa en longitud de onda.

La calibración se hizo utilizando las tareas IDENTIFY para la identificación de líneas y ajuste de la función de transformación y DISPTRANS para realizar la transformación de número de pixel a unidad de longitud de onda (Angstroms).

Es conveniente recordar aquí que los espectros que se extraen de cada imagen multispectro abarcan diferentes regiones espectrales (algunos de 4000 a 7000Å, otros de 3000 a 6000Å, etc.) debido a que la posición de las rendijas es variable en el eje X (la dirección de dispersión). Esto hace que la dispersión también varíe ligeramente de uno a otro espectro. Para hacer el proceso de calibración mas rápido se ordenaron los espectros por la posición de la rendija en el eje X, es decir por cobertura espectral. Esto nos asegura que la dispersión de un espectro y el siguiente sea casi la misma y con ello basta identificar las líneas en un espectro y después aplicar un pequeño corrimiento de esas líneas e identificar las nuevas que van apareciendo, para poder ajustar la identificación del siguiente.

2.3.5. Sustracción del cielo.

Para realizar una correcta sustracción de cielo lo ideal es contar con uno o dos espectros de cielo contiguos al objeto; sin embargo, en la mayoría de nuestros espectros el tamaño de las rendijas no permite extraer un buen espectro de cielo contiguo al objeto. Sólo cuando el espectro de la estrella se encuentra en un extremo de la rendija, es posible extraer un espectro del cielo (en el otro extremo) sumando 4 o 5 pixeles en la dirección espacial. Cuando la estrella se encuentra en el centro, sólo quedan uno o dos pixeles libres a cada lado (debido a que el seeing durante la temporada no fue bueno, frecuentemente $\approx 1,5''$ a $2''$). El restar un cielo extraído de una sola línea del CCD incrementa el ruido del espectro. Por ello en algunos casos se prefirió utilizar un cielo promedio obtenido de las rendijas más largas que con ese fin se hicieron en los extremos de casi todas las mascarillas.

Para la sustracción del cielo se utilizó la tarea SKYTWEAK de IRAF, la cual permite ajustar un factor de escala y aplicar un ligero corrimiento al espectro del cielo antes de sustraerlo, con ello se logra minimizar el resultado de la resta en la región que se elija, en nuestro caso se eligió una región alrededor de la línea de cielo mas prominente: $\lambda 5577$.

El siguiente paso en la reducción estándar de los espectros correspondería a la calibración en flujo; sin embargo, no se observaron estándares de flujo para dedicar totalmente el tiempo de observación a las planetarias (para realizar una correcta calibración en flujo hubiese sido necesario observar las estándares en cada una de las rendijas de las mascarillas). En lugar

de esta calibración se eligió realizar la normalización de los espectros, como se explica a continuación.

2.3.6. Normalización de los espectros.

El proceso de clasificación espectral evalúa principalmente la presencia de líneas y bandas espectrales que caracterizan cada tipo espectral y la forma e intensidad del continuo estelar; sin embargo, en nuestro caso, debemos prescindir de la información de este último, ya que el continuo que observamos corresponde al continuo estelar afectado por la respuesta del instrumento, el enrojecimiento interestelar y la extinción atmosférica. Si no se corrigen estos efectos, no lo podemos tomar en cuenta para realizar la clasificación espectral. El problema se agrava al utilizar algún método de clasificación automática pues cualquier error en la calibración en flujo podría ser tomado en cuenta por el sistema de clasificación como información inherente al espectro y nuestro error en la clasificación se incrementaría, sin que pudiésemos, además, cuantificarlo. Por ello se consideró conveniente normalizar los espectros para eliminar la información del continuo.

Los espectros fueron normalizados utilizando la tarea CONTINUUM de IRAF. Con esta tarea se ajusta una función suave (polinomio de Legendre) al continuo y se divide por ella. La normalización se realizó en forma manual (uno a uno) con el fin de poder constatar que la función que se ajustaba al continuo era correcta y no eliminaba parte del flujo de alguna línea o banda. Es importante hacer notar que en las estrellas tardías con bandas de absorción, el polinomio ajustado debía ser de grado bajo para evitar que ajustara el perfil de la banda como si fuera parte del continuo. El mismo procedimiento se siguió para normalizar los espectros del catálogo de Jacoby.

En la figura 2.2 se muestran dos ejemplos de espectros de estrellas del catálogo de Jacoby observadas por nosotros y ya normalizados. Como comparación se presentan también los espectros originales de Jacoby también normalizados.

Como vemos, casi todo el proceso de reducción se realizó de forma interactiva, revisando cada uno de los resultados intermedios. Esto fue lo que incrementó enormemente el tiempo de realización del proyecto, pues inicialmente se tenía previsto realizar la reducción en forma automática. Las características de las imágenes multispectro y los problemas que ya se detallaron hicieron poco aconsejable realizarla en esa forma. Basándonos en esta experiencia es posible recomendar que en futuras observaciones se sacrifique un poco el número de rendijas en cada mascarilla, en favor de garantizar el centrado de las estrellas en las rendijas y un mayor número de pixeles disponibles para cielo.

2.3.7. Análisis del cociente señal a ruido de los espectros.

Como resultado del proceso de reducción se obtuvieron un total de más de 2100 espectros estelares distribuidos como se detalla en la última columna de la Tabla 2.2. La calidad de los espectros obtenidos fue muy variable, dependiendo principalmente de la calidad del cielo durante la noche, del centrado de la mascarilla y por supuesto de la magnitud de la estrella. Para cuantificar la calidad de los espectros se realizó, previamente a la normalización, la determinación del cociente señal a ruido (S:N) en una región libre de líneas intensas alrededor de 5630 Å. En la última columna de la Tabla 2.2 se lista (entre paréntesis) el

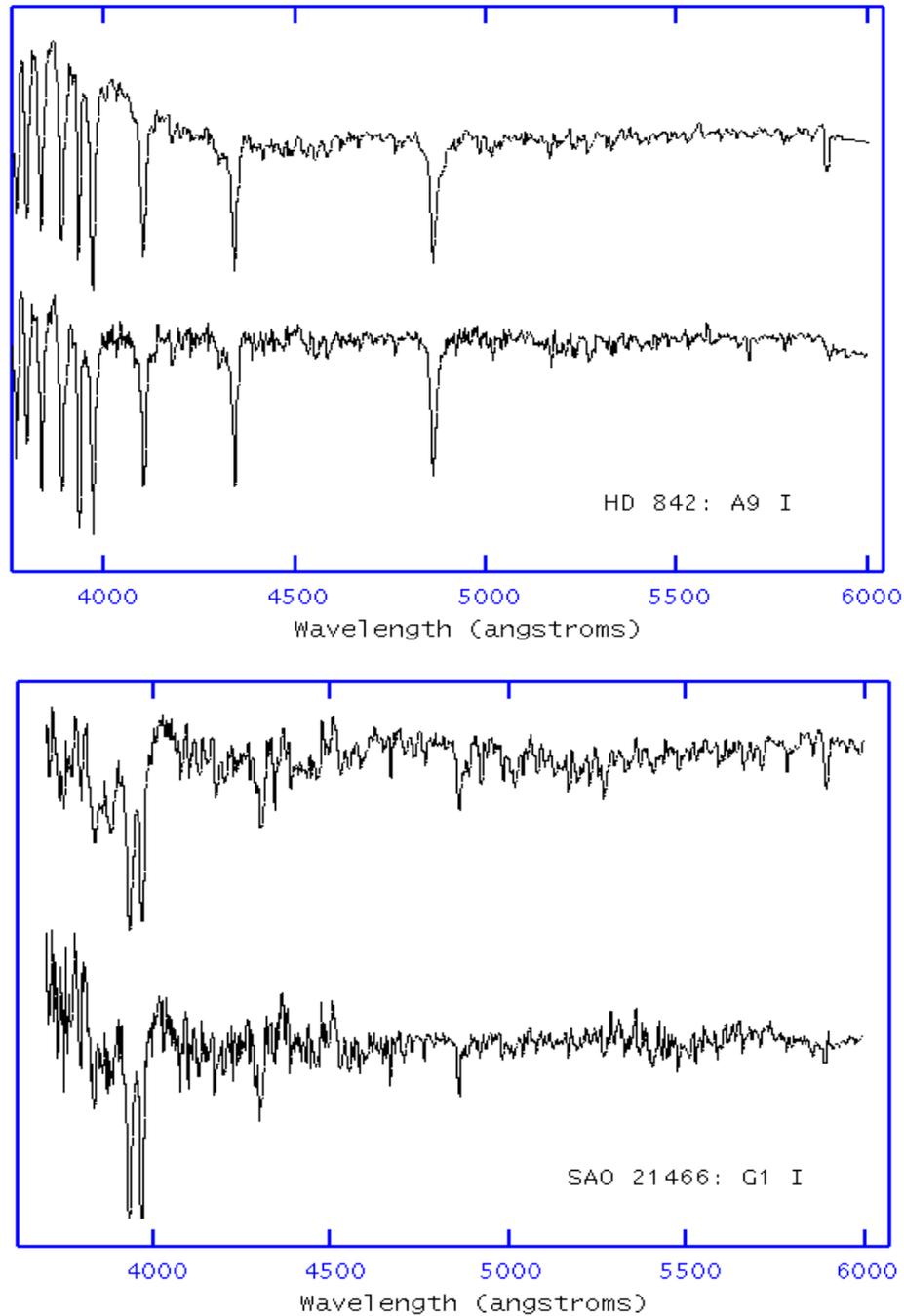


Figura 2.2: En el recuadro superior se muestra el espectro de una estrella A9I del catálogo de Jacoby et al. (arriba) y el obtenido por nosotros (abajo). En el recuadro inferior aparece el espectro de una estrella G1I.

número de espectros con $S : N > 20$ más el número de espectros con $10 < S : N < 20$. Como podemos observar, en algunos campos, el número de espectros con $S : N > 20$ es muy reducido, la causa de ello fue principalmente un nivel de cielo muy alto (nubes con luna). En la figura 2.3 se muestra la distribución general de este cociente, medido en los espectros observados. Como vemos, más del 75% de los espectros tienen $S : N < 40$, un valor muy bajo si lo comparamos con el que se considera ideal en un proceso de clasificación tradicional ($S : N \geq 100$). Esto representó el principal reto de nuestros espectros, razón por la cual fue necesario, como se verá en el siguiente capítulo, implementar métodos de clasificación más robustos.

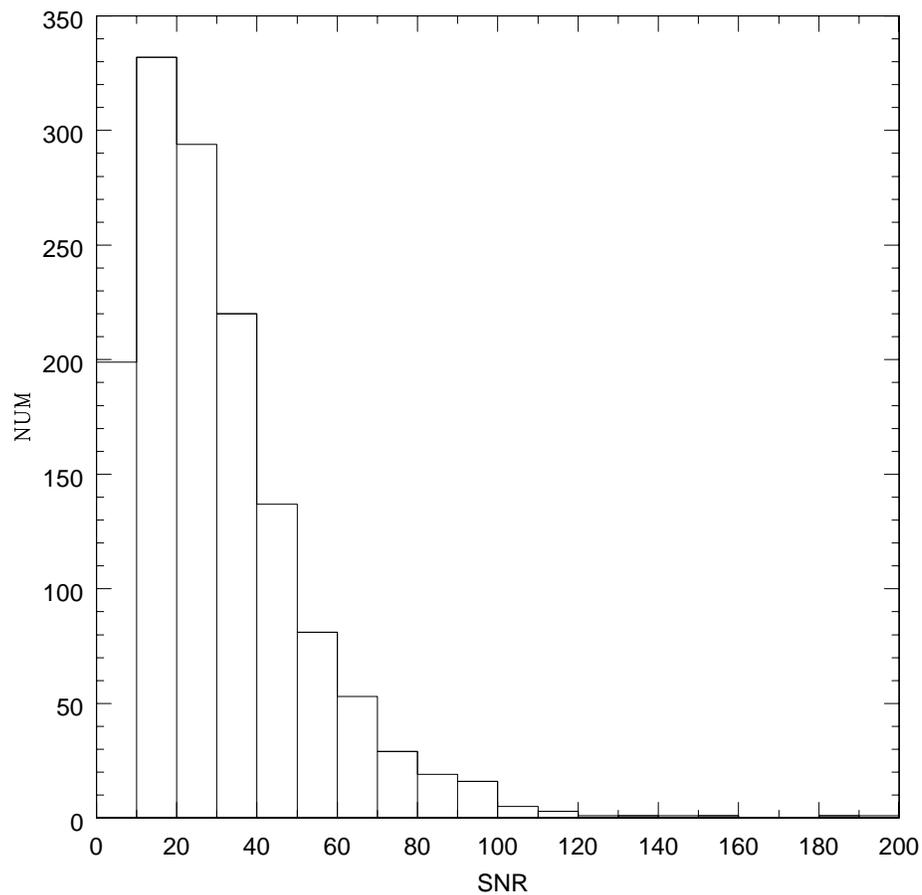


Figura 2.3: Distribución del cociente señal a ruido (S:N) en el conjunto de espectros observados.

3

Clasificación espectral

La precisión en la clasificación espectral es crucial para poder aplicar el método de extinción-distancia con éxito. Al analizar los espectros obtenidos y notar la baja S:N de la mayoría de ellos, se hizo evidente la necesidad de buscar un método de clasificación espectral que permitiera determinar con la mayor precisión posible el tipo espectral de cada estrella. En este capítulo describimos y analizamos el sistema de clasificación espectral tradicional, sus limitaciones y la evolución que ha sufrido para adaptarse a los requerimientos actuales, determinados en gran medida por los avances tecnológicos y observacionales.

3.1. Clasificación tradicional

Históricamente, las estrellas se clasificaron inicialmente de acuerdo a su brillo, color y, más adelante, según la apariencia de su espectro, por las líneas que se observan, asociándoseles un tipo espectral. El primer sistema de clasificación espectral se desarrolló en la Universidad de Harvard, clasificándose las estrellas de acuerdo a la intensidad de las líneas que aparecían en su espectro, principalmente las de Balmer. Así las estrellas A eran las que presentaban las líneas de Balmer más intensas, seguidas de las estrellas tipo B. Estudios posteriores hicieron evidente la dependencia del tipo espectral con la temperatura en la fotosfera de las estrellas, observándose en las más calientes las líneas espectrales correspondientes a elementos con alto potencial de ionización como el Hidrógeno o Helio, y en las estrellas más frías elementos más pesados, con potencial de ionización menor y bandas moleculares. Siguiendo el orden impuesto por esta dependencia se llegó a la secuencia actual: O B A F G K M, con subdivisiones entre 0 y 9 para cada uno de estos tipos.

Posteriormente se desarrolló en Yerkes el sistema de clasificación espectral MKK, basado en el “Atlas de Espectros Estelares” de Morgan, Keenan & Kellman (1943) y revisado posteriormente por Morgan y Keenan (1973: MK). En este sistema se añade la clasificación por clase de luminosidad, incluyendo así la dependencia en la presión electrónica. Las clases de luminosidad I a VI corresponden, respectivamente, a estrellas supergigantes (I), gigantes brillantes (II), gigantes (III), subgigantes (IV), enanas (V) y subenanas (VI). Con subdivisiones: a, ab, b en orden de luminosidad decreciente.

Estos métodos de clasificación espectral dependen fuertemente de la instrumentación

utilizada, pues se basan en la comparación directa de los espectros a clasificar con los espectros de las estrellas estándar, los cuales deben obtenerse utilizando el mismo equipo. Entre los rasgos espectrales que se toman en cuenta para la clasificación destacan la intensidad del continuo y la intensidad de las líneas de absorción correspondientes a diversos elementos químicos, cuyo estado de ionización está determinado por la temperatura y densidad electrónica en la fotosfera de la estrella.

Schmidt-Kaler (1982) (SK) presenta un compendio de las principales características de cada tipo espectral y de los criterios mas importantes del sistema de clasificación MK (tabla 8 de SK). En el *Atlas Digital de Clasificación Espectral* de Gray R.O. ¹ se pueden encontrar también las características principales de cada tipo espectral en la región azul.

En las tablas 3.1 y 3.2 presentamos los principales criterios de clasificación de este sistema y los problemas que se nos presentaron al tratar de utilizarlos en la clasificación de nuestros objetos. La baja señal a ruido de muchos espectros no permitió detectar las líneas más débiles, por lo que fue necesario utilizar criterios alternativos que involucraran líneas más intensas. Otro problema importante que ya mencionamos fue, que dadas las características de nuestras observaciones (multiespectros con mascarillas), los espectros que se obtuvieron no coinciden en rango espectral. En ocasiones la región espectral utilizada tradicionalmente para clasificación (de 3900 a 4500 Å) quedaba truncada en los espectros; en esos casos fue necesario utilizar líneas más hacia el rojo.

Tabla 3.1: Principales criterios de clasificación para la determinación del tipo espectral (TE) en el sistema MK.

Tipo espectral	Criterio para TE	Problema y/o criterio alternativo para determinar TE
O3 - O9.5	HeI4471/HeII4541	HeI4471/HeII4686 cuando no se observa 4541
B0 - B1	SiIII4552/SiIV4089	HeI4471/HI4340 pues las líneas de Si son débiles
B2 - B8	SIII4128-30/HeI4121	Debido a la resolución de nuestros espectros, estas líneas son difíciles de distinguir. En las estrellas de Sec. Principal se llegan a superponer con las alas de H δ .
B8 - A2	HeI4471/MgII4481	En algunos espectros no se detecta la region con $\lambda < 4200$,
A2 - F2	HeI4026/CaII3933	en esos casos utilizamos como indicadores otras líneas de He
F2 - K	MnI4030-34/4128-30, 4300/4385	CaII3933/(CaII3968+HI3970) En los espectros truncados en $\lambda < 4200$, es posible utilizar también la línea 4531
F5 - G5	CH4300(banda G)/H γ 4340	4300/4340, tambien son útiles las líneas de Fe 4383+4405, 4455 de Ca y el cociente 5270/4861
G5 - K0	FeI4045/H δ 4101, CaI4227/H γ 4340	En ocasiones no se detecta FeI4045 ni H δ . se utiliza 4227 de CaI y H γ
K0 - K5	FeI4144/H δ 4101	4300/4340 y líneas de Fe 4383+4405, en los espectros truncados en $\lambda < 4200$ Å
M2 - M7	CaI4227/4325, 4290/4300	También son útiles las líneas en $\lambda\lambda$ 5177 y 5270 Bandas de TiO en $\lambda\lambda$ 4961, 5177, 5900 y 6200

3.1.1. Principales limitaciones

No obstante su amplia utilización, el método original de clasificación tiene serias limitaciones que se han hecho más evidentes con la evolución de la instrumentación astronómica y con la llegada de detectores más rápidos y eficientes. Actualmente se tiene acceso a una

¹<http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>

Tabla 3.2: Principales criterios de clasificación del sistema MK para determinar la clase de luminosidad.

Tipo espectral	Criterio tradicional	Criterio alternativo para clase de luminosidad
Estrellas O	SiIV4089,4116/HeI4120,4143	No se resuelven, es posible utilizar ancho de $H\gamma$ y $H\beta$.
B0 - B3	NII3995/HeII4009	Cuando no se detectan, se utilizan las líneas de Balmer.
B1 - A5	Ancho de líneas de Balmer	No hay problema con estas líneas.
A3 - F8	“blend” 4416/MgII4481	Con los índices 5782 y 5895 de Lick se pueden separar las supergigantes.
F2 - K5	(FeI4045, CaI4227)/SrII4077	5177/4861
G5 - M	discontinuidad en 4215	No es posible medirla en los espectros normalizados.
K3 - M	4215/4260, incremento de CaI	4227 de CaI

mayor cantidad de información espectral, tanto por las altas resoluciones que es posible alcanzar como por la extensión hacia otras regiones espectrales, hacia el rojo, infrarrojo y el ultravioleta. Por su parte, el incremento en la capacidad y eficiencia computacional, ha hecho posible el manejo y análisis de una gran cantidad de datos.

Todo esto ha exigido la evolución del sistema de clasificación espectral extendiéndolo hacia otras regiones del espectro electromagnético y modificándolo para poder superar las limitaciones del sistema original.

A continuación presentamos las principales limitantes del sistema de clasificación MK, en especial las que afectan nuestras determinaciones, y la forma en que se han ido solucionando.

- El carácter cualitativo del sistema original hace correr el riesgo de incluir elementos subjetivos o difícilmente cuantificables en la clasificación, provocando con ello que los resultados no sean reproducibles (en la literatura existen diferentes clasificaciones para una misma estrella.) Por ello desde hace varias décadas se han desarrollado sistemas de clasificación basados en elementos cuantitativos (índices, intensidad de líneas, etc). Esto incrementa la posibilidad de que los resultados sean reproducibles; no obstante, la mayoría de estos sistemas están limitados a ciertos tipos espectrales. Malyuto, Oestreicher y Schmidt-Kaler (1997; MOS en lo subsiguiente) definen 5 índices entre 4800 y 7600 Å para la clasificación de estrellas K y M. Malyuto y Schmidt-Kaler (1997) extienden la clasificación hacia estrellas G definiendo índices más hacia el azul.
- Originalmente el intervalo espectral donde se lleva a cabo la clasificación se encuentra restringido a la región azul del espectro (3900 a 4500 Å) y no coincide con la región donde son más sensibles los detectores actuales (CCD). Esto ha impulsado la elaboración de atlas espectrales en el rojo y cercano IR (Corral et al, 1994, Torres-Dodgen & Weaver, 1993, respectivamente) y, pensando en las estrellas más tempranas, hacia el UV: Walborn et al. (1985) para estrellas O, Rountree & Sonneborn, (1993) y Walborn (1994) para estrellas B.
- El carácter discreto de la clasificación dificulta la correspondencia con los parámetros físicos que determinan el espectro estelar. En la actualidad, diversos autores han optado por asociar directamente a cada espectro, sus parámetros físicos (T_e , g, [Fe/H], etc.) sin hacer uso del tipo espectral (von Hippel et al., 1994, Bailer-Jones et al., 1997 y 1998). Sin embargo estos métodos presuponen la utilización de modelos de atmósferas

estelares que continuamente se perfeccionan e implican la necesidad de actualizarlos continuamente.

- La señal a ruido ideal para realizar una clasificación precisa es alta ($S:N \geq 100$). Sin importar el método de clasificación que se utilice, la calidad del espectro determina, en gran medida, la precisión de la clasificación. No obstante, como veremos en esta tesis, las técnicas actuales de clasificación, utilizando redes neuronales, nos permiten alcanzar una precisión aceptable (menor a dos subtipos espectrales) en la clasificación de espectros con $S:N$ del orden de 30.
- El tiempo necesario para clasificar cada estrella depende de la experiencia de cada persona, pero la gran cantidad de datos espectroscópicos que se espera obtener con los proyectos actuales exceden por mucho la capacidad de cualquier experto. Por ello se han aplicado técnicas de inteligencia artificial (sistemas expertos, redes neuronales, etc.) a la clasificación de grandes muestras con la única condicionante de tener las mismas características espectrales (resolución, rango espectral y $S:N$).

3.1.2. Clasificación espectral en algunos campos.

Al intentar clasificar con el método tradicional las estrellas de algunos de los campos estudiados, utilizando los criterios listados en la Tabla 3.1, nos enfrentamos a serios problemas: principalmente, como ya se ha dicho, la baja $S:N$ de la mayoría de nuestros espectros y, en algunos casos, la cobertura espectral, que no llega a incluir líneas importantes para la clasificación, como por ejemplo 3933 y 3968 de CaII, 4026 de HeI, 4033 de MnI, 3995 de NII, 4009 de HeII y 4077 de SrII. La solución fue aprovechar nuestra mayor cobertura espectral hacia el rojo y buscar líneas útiles para la clasificación más allá de $H\beta$. En el catálogo de Torres-Dodgen & Weaver (1993) se demuestra la utilidad de varias líneas en la región espectral de 5800 a 8900 Å. En la región intermedia (4800 a 5800Å) se encontraron también algunas líneas útiles y se analizó su comportamiento con el tipo espectral en las estrellas que elegimos como estándares (ver capítulo 4). En la tabla 3.1 se detallan algunas de estas líneas.

Mediante la comparación de nuestros espectros ya normalizados con los espectros de Jacoby, normalizados de la misma forma, y tomando como base los criterios de la tabla 3.1, se clasificaron visualmente todos los espectros en los campos alrededor de las NP's A66-63, A82, NGC 6781, NGC 7026 y NGC 7027. Este trabajo de clasificación previo nos fue de gran ayuda para adquirir experiencia en este difícil "arte" y para comparar con la clasificación automática realizada posteriormente utilizando redes neuronales. (Para no duplicar información, el resultado de esta clasificación tradicional aparece en las tablas del capítulo 6)

De esta experiencia concluimos que, dadas las características de nuestros espectros, las posibilidades de realizar una clasificación espectral basada en los criterios y métodos normalmente utilizados, se ven limitadas además de por la baja señal a ruido y el rango espectral observado, como ya mencionamos, por el gran número de espectros a clasificar (2100). Esto nos llevó a utilizar métodos alternativos que permitieran realizar la clasificación con la mayor precisión y rapidez posible.

3.2. Clasificación automática.

Desde la década de los 80's se reconoció la necesidad de realizar automáticamente la clasificación espectral y desde entonces se han desarrollado diversos métodos de clasificación automática. Kurtz (1984 y 1994) y von Hippel et al. (1994) presentan una revisión de los métodos utilizados hasta esa fecha. Sin embargo, en los últimos años, esta necesidad se ha hecho más evidente con el advenimiento de detectores cada vez más rápidos y el incremento exponencial de la capacidad de cómputo y almacenaje de los ordenadores actuales. Como ya mencionamos, la gran cantidad de datos que se generan en la actualidad y en futuros proyectos (tanto fotométricos como espectroscópicos) hace imposible su clasificación de manera tradicional.

Los diversos métodos de clasificación espectral automática que se han desarrollado desde entonces los podemos dividir en dos tipos: por un lado los que se basan en la evaluación de criterios pre-establecidos y, por otro lado, los que realizan la clasificación utilizando técnicas de reconocimiento de patrones.

- Los métodos que evalúan criterios pre-establecidos fueron los primeros en utilizarse debido a que representan menos dificultades computacionales. Se basan en la medición o evaluación de ciertas características espectrales y su calibración respecto a los parámetros deseados: temperatura y gravedad o tipo espectral y clase de luminosidad. Entre ellos se encuentran los que utilizan anchos equivalentes de líneas (Jones, 1996) o flujos relativos (Malyuto y Shvelidze, 1994 y referencias allí incluidas).
- Las técnicas de reconocimiento de patrones resultan más próximas al proceso tradicional de clasificación visual de los espectros, pues toman en consideración todo el espectro a clasificar en busca de patrones que se comparan con un conjunto de estándares o bien con un catálogo que sirve de entrenamiento. Entre ellas se encuentran las técnicas que utilizan distancias métricas, los métodos de correlación cruzada y los que utilizan todo el espectro como entrada a una red neuronal. A continuación discutiremos en detalle estas técnicas.

3.2.1. Método de mínima distancia métrica

La Sala (1994) presenta una revisión de las ideas principales que hay detrás de estos métodos.

Cada espectro se representa como un vector \mathbf{X} de n dimensiones (siendo n el número de elementos o píxeles de cada espectro) y se calcula la distancia métrica d_{SX} entre ese vector y un conjunto de espectros estándar \mathbf{S} de la siguiente forma:

$$d_{SX} = \frac{1}{n} \sqrt{\sum_{i=1}^n \alpha^2 [X_i - S_i]^2} \quad (3.1)$$

donde α^2 es un factor de peso que puede ser la unidad (métrica Euclidiana normal), una función escalón que es igual a uno en ciertas longitudes de onda y cero en el resto (Penprase, 1994), o una función más complicada como la que utiliza Kurtz (1984) y que da mayor peso a los rasgos que mejor separan los tipos espectrales entre sí.

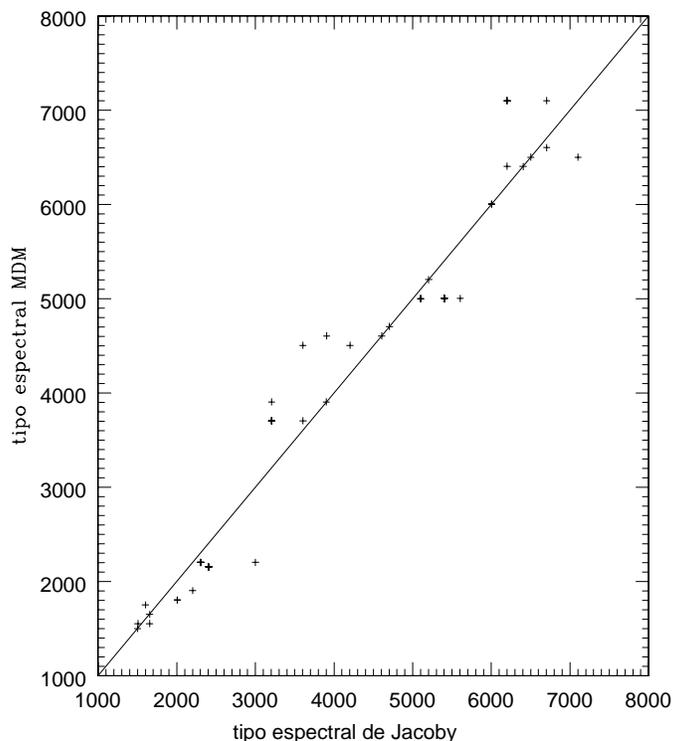


Figura 3.1: Comparación entre el tipo espectral, deducido con el método de mínima distancia métrica (MDM), de nuestras observaciones de las estrellas del catálogo de Jacoby et al. (1984), y el tipo espectral reportado por los autores. En esta figura se asocia un código numérico a los tipos espectrales: O-1000, B-2000, A-3000,..... M-7000.

El tipo espectral resultante es aquel cuya distancia métrica al espectro \mathbf{X} es menor. La Sala y Kurtz (1995), utilizando este método, obtienen errores en la clasificación espectral del mismo orden de los que se obtienen en la clasificación visual realizada por expertos.

El primer intento de clasificación automática de nuestros espectros, lo realizamos utilizando este método. Las pruebas que realizamos, clasificando las estrellas de referencia que se habían observado, no resultaron muy alentadoras pues la desviación estándar que se obtuvo fue de 3.8 subtipos espectrales. En la figura 3.1 se muestra la comparación entre el tipo espectral de Jacoby y el asociado por este método. Encontramos que, en los casos en que se tenían varias observaciones del mismo objeto, la precisión de la clasificación depende fuertemente del tiempo de exposición, es decir del cociente señal a ruido. Como era de esperar, al utilizar los espectros del programa, cuyo S:N es considerablemente menor, el método no dio buenos resultados pues, debido al ruido, la distancia métrica se incrementa a tal punto que hace imposible distinguir un incremento d_{SX} debido a la diferencia en tipo espectral.

3.2.2. Métodos de correlación cruzada.

Matemáticamente, estos métodos son muy semejantes a los descritos anteriormente, en cuanto a que se busca maximizar la función de correlación:

$$C(x) = \sum_{i=1}^n X_i S_i \quad (3.2)$$

La cual encontramos si desarrollamos el radical de la ecuación 3.1:

$$\sum_{i=1}^n [X_i - S_i]^2 = \sum_{i=1}^n X_i^2 + \sum_{i=1}^n S_i^2 - \sum_{i=1}^n 2X_i S_i \quad (3.3)$$

Si buscamos el mínimo respecto a las diferentes estándares, vemos que el primer término de esta ecuación no influye, pues no depende de ellas; el segundo término tampoco debe afectar si las estándares están normalizadas por la varianza, pues en ese caso $\sum_{i=1}^n S_i^2$ es la misma para todas ellas, quedando tan sólo el tercer término: $-\sum_{i=1}^n 2X_i S_i$. Por tanto, buscar el mínimo de la ecuación 3.3, equivale a buscar el máximo, respecto a las diferentes estándar, de $\sum_{i=1}^n 2X_i S_i$, el cual coincide con la ecuación 3.2.

3.2.3. Redes Neuronales.

3.2.3.1 Qué son.

Las redes neuronales artificiales (RNA, ó ANN por sus siglas en inglés: “Artificial Neural Networks”) son herramientas matemáticas inspiradas originalmente en la estructura neuronal del cerebro. El cerebro está formado por miles de millones de neuronas interconectadas entre sí. Lo que hace especial a las neuronas respecto a otras células, es su capacidad de comunicación con las demás neuronas a lo largo del sistema nervioso y con los diferentes órganos del cuerpo humano. La comunicación se realiza por impulsos eléctricos que se transmiten mediante iones (Na^+) a través de sus membranas.

Las neuronas (ver figura 3.2), poseen una serie de dendritas, que sirven para dar entrada a la información proveniente de otras neuronas. La respuesta de cada neurona se comunica a otras neuronas o a algún órgano a través de un único axón que corresponde a la salida de la célula. El axón suele tener numerosas ramificaciones, por lo que puede llevar señales a muchas otras neuronas, a las cuales se conecta mediante la sinapsis entre la terminación del axón y las dendritas. La “intensidad”, o más bien la eficacia de la sinapsis puede ser químicamente alterada por el cerebro, como respuesta a estímulos favorables o desfavorables.

Lo que también hace especiales a las neuronas es su forma de responder a los estímulos eléctricos provenientes de otras neuronas, pues responden únicamente cuando la suma de los estímulos de entrada sobrepasan cierto umbral. Sólo entonces la neurona emite su pulso de salida.

Las redes neuronales artificiales consisten en una serie de nodos (en analogía con las neuronas) interconectados entre sí. Cada conexión tiene un peso asociado, el cual se puede variar, en analogía con la sinapsis neurobiológica. Bailer-Jones et al. (2002) presentan una excelente introducción a las redes neuronales, de allí hemos tomado el ejemplo de una arquitectura de red neuronal que se muestra en la figura 3.3.

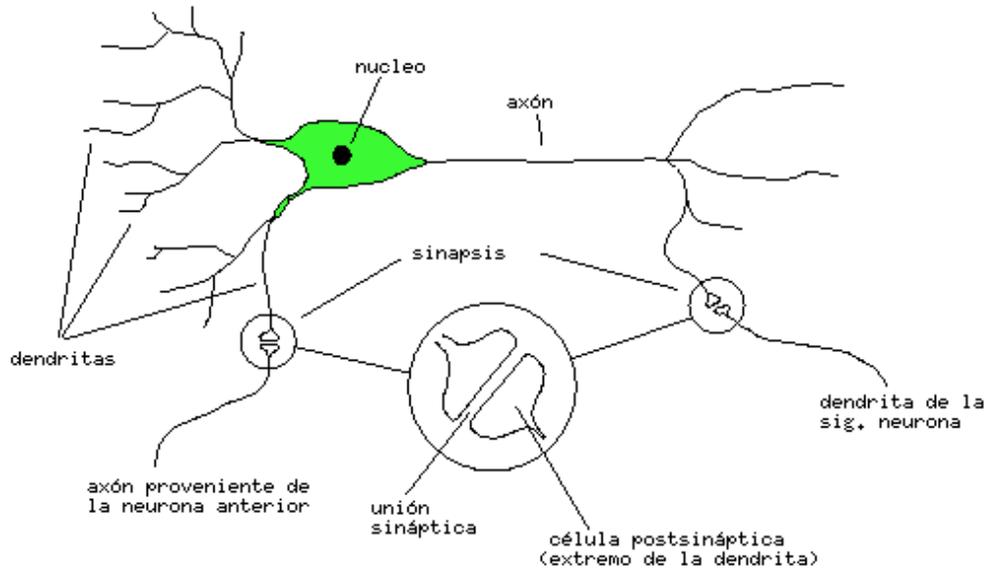


Figura 3.2: Estructura de una neurona. La información llega a una neurona a través de las dendritas. Cuando se tiene un estímulo que sobrepasa el umbral de respuesta, la célula manda una señal de salida a lo largo del axón hasta la sinapsis, donde la señal es transmitida a otras neuronas. Figura tomada de Bailer-Jones et al. (2002).

3.2.3.2 Cómo funcionan.

El principio con el que operan las redes neuronales es relativamente simple: cada nodo en la capa de entrada tiene un valor, de manera que la capa de entrada se representa por un vector \mathbf{I} . Cada uno de estos nodos se conecta con los nodos de la siguiente capa (la primera capa “oculta”). Así, el nodo I_i se comunica con el nodo H_j de la primera capa oculta con una conexión que tiene un peso, w_{ij} , asociado con ella. Este nodo H_j forma entonces una suma pesada de todas sus entradas:

$$X_j = \sum_i w_{ij} I_i \quad (3.4)$$

y origina una respuesta que se transmite a la siguiente capa. La respuesta de cada nodo está determinada por una función de transferencia no lineal $F(X_j)$ que simula la función de umbral de las neuronas. Esta no linealidad de la función de transferencia es lo que hace tan útiles a las redes neuronales. En la literatura es frecuente encontrar que se utiliza como función de transferencia la función sigmoidea (figura 3.4).

$$G(X_j) = \frac{1}{1 + e^{-\lambda X_j}} \quad (3.5)$$

Otra función utilizada es la tangente hiperbólica (Bailer-Jones et al. 2002)

$$F(X_j) = \tanh X_j = \tanh \sum_i w_{ij} I_i \quad (3.6)$$

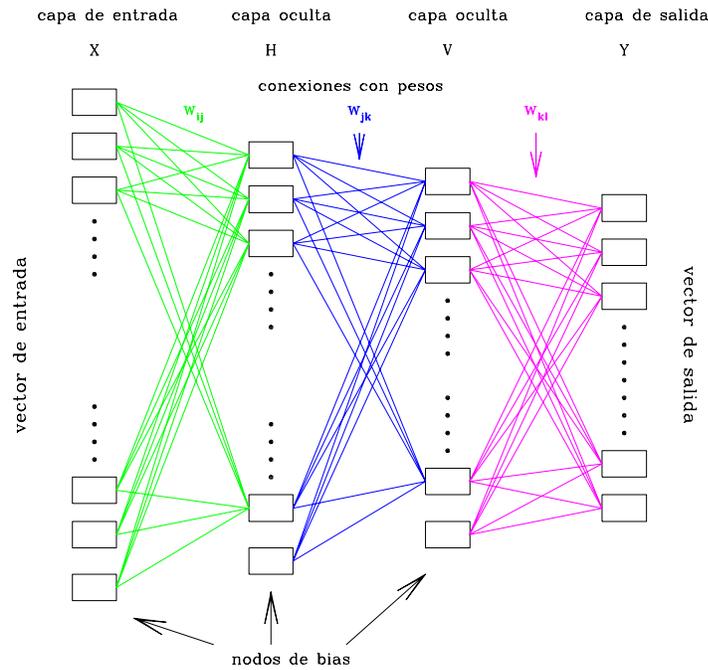


Figura 3.3: Diagrama de una arquitectura de red neuronal con dos capas ocultas. Las diferentes capas de nodos están unidas por conexiones pesadas. Los pesos w_{ij} , w_{jk} y w_{kl} parametrizan la relación entre las componentes del vector de entrada y las de salida. Los nodos de “bias” permiten ajustar con un término constante la suma realizada por cada nodo.

Una red neuronal puede tener varias capas ocultas. La arquitectura \mathbf{A} de la red es la que define el número de capas y el número de nodos de cada una. Los valores de salida de la última capa constituyen la salida de la red, la cual queda representada por el vector \mathbf{O} :

$$O_l = \sum_k w_{kl} q_k \quad (3.7)$$

Donde q_k representa la salida del nodo k de la última capa oculta.

Así, la RN puede verse como una parametrización no lineal entre la entrada y la salida de la red, donde los parámetros libres son los pesos \mathbf{w} y la arquitectura de la red \mathbf{A} .

$$\mathbf{O} = F(\mathbf{I}; \mathbf{w}, \mathbf{A}) \quad (3.8)$$



Figura 3.4: Forma de una función de transferencia neuronal. El que se trate de una función no lineal es la característica que confiere a las RN su versatilidad. Nótese que para niveles bajos de estimulación (entrada), la respuesta (salida) es despreciable.

En el caso de la clasificación espectral, la entrada representa a los espectros estelares o los parámetros espectrales que se vayan a utilizar y la salida sería la clasificación que queremos obtener.

La función de la red neuronal es determinar los pesos (w_{ij} , w_{jk} , etc.), que nos permitan obtener la salida correcta. Para ello es necesario *entrenar* previamente a la red neuronal utilizando lo que se denomina un *catálogo de entrenamiento*.

El entrenamiento de la red puede llevarse a cabo en forma *supervisada* o *no supervisada*. La primera opción exige contar con un conjunto de vectores de entrada cuyas salidas sean conocidas. El aprendizaje no supervisado permite a la red misma determinar las interrelaciones entre los vectores de entrada del catálogo de entrenamiento y organizar, en base a ello, una clasificación de salida.

En el caso de la clasificación espectral, el propio sistema de clasificación se encuentra ya definido y se cuenta con un conjunto de espectros cuya clasificación espectral conocemos, por lo que es posible y altamente recomendable, realizar un entrenamiento supervisado.

Aquí es imprescindible hacer notar que el objetivo de entrenar a la red neuronal no es obtener una parametrización exacta para ese conjunto de entradas en particular, sino una generalización que nos permita aplicar la red, ya entrenada, a un conjunto de datos de entrada cuyas salidas no se conozcan.

El entrenamiento supervisado se lleva a cabo de la siguiente forma: dado un vector de entrada \mathbf{I} , los pesos iniciales son elegidos al azar (dentro de un intervalo pequeño) y se obtiene una salida \mathbf{O} . Esta salida se compara con la salida deseada \mathbf{T} (en nuestro caso, la clasificación del espectro de entrada tomado del atlas de estándares); posteriormente, se modifican ligeramente los pesos, de manera que al volver a aplicar la RN obtengamos una salida más parecida a la correcta. Este proceso se repite hasta obtener la precisión requerida

para cada uno de los vectores de entrenamiento.

Existen varias formas de entrenar a una red; uno de los esquemas más utilizados es el llamado *algoritmo de retropropagación*, con el cual se busca minimizar una función de error; la más utilizada es la suma del cuadrado de los errores:

$$E = \frac{1}{2} \sum_k \beta_k (O_k - T_k)^2 \quad (3.9)$$

Donde O_k representa el valor de salida de la red para el nodo k (en nuestro caso, la clasificación dada por la red) y T_k representa el tipo espectral, ya conocido, del espectro de la estándar de entrada. Los términos β_k permiten asignar un peso diferente a cada parámetro de salida.

Derivando esta ecuación respecto a cada peso w_{jk} , obtenemos:

$$\frac{\delta E}{\delta w_{j,k}} = \beta_k (O_k - T_k) q_k \quad (3.10)$$

donde se ha utilizado el hecho de que los pesos son independientes entre si e independientes del valor de los nodos. De esta manera, el gradiente de la función de error respecto a cualquier peso en la red puede calcularse propagando la dependencia del error hacia atrás en la red hasta llegar a ese peso (de allí el nombre del proceso).

El entrenamiento de la red corresponde, por tanto, a un proceso de minimización en W dimensiones, donde W es el número total de pesos en la red. Si tenemos un catálogo de entrenamiento con N elementos, tendremos un total de N ecuaciones no lineales para determinar un total de W incógnitas. De aquí viene el requerimiento sobre el tamaño del catálogo de entrenamiento: $N > W$

Una vez entrenada la red, es altamente recomendable aplicarla a un conjunto de espectros de prueba, de los cuales se conozca su clasificación, pero que no hayan sido utilizados en el entrenamiento (*catálogo de validación*). Esto nos dará una idea más clara de la precisión de la clasificación.

3.2.3.3 Su utilización.

La utilización de las redes neuronales como herramienta de clasificación en Astronomía se ha extendido mucho en la última década. Es posible utilizarlas para realizar tanto clasificación morfológica (Serra-Ricart et al. 1996) como espectral (von Hippel et al. 1994; Viera & Ponz, 1995; Weaver & Torres-Dodgen, 1995), o para detectar estrellas binarias (Weaver, 2000). Actualmente se estudia su utilización, entre otras muchas aplicaciones, para predecir a muy corto plazo el comportamiento en la atmósfera terrestre (Tulunay et al. 2004).

En nuestro caso las utilizamos como una herramienta que nos permita clasificar todos los espectros de una forma rápida y con la mayor precisión posible. Los buenos resultados obtenidos previamente por otros autores al realizar clasificación espectral alentaron la utilización de este método. Weaver & Torres-Dodgen (1997) usando un catálogo de 250 espectros de estrellas O a M (CL I a V) entre 5800 y 8900 Å y con resolución de 15 Å logran una precisión media en la clasificación de 0.5 subtipos espectrales y 0.2 clases de luminosidad (semejante a la que lograría un experto); Bailer-Jones, et al. (1998) usando

una base de datos de 5000 espectros en el visible (3800 a 5200 Å) con una resolución de 3Å, reportan una precisión media de 0.8 subtipos espectrales y un 95% de certeza en la discriminación de clases de luminosidad. Por su parte Singh et al. (1998), utilizando un catálogo de entrenamiento con sólo 55 espectros de baja resolución (11Å), entre 3500 y 8900 Å logra una precisión de 2.2 subtipos espectrales. La experiencia ha demostrado que la calidad y tamaño del catálogo de entrenamiento influye fuertemente en la precisión que se puede lograr en la clasificación automática utilizando redes neuronales, por ello fue necesario asegurarnos de tener un catálogo de entrenamiento adecuado para la clasificación de nuestros espectros.

3.2.3.4 Su aplicación.

Si analizamos los requerimientos de una red neuronal supervisada, vemos que hay varias condiciones que es necesario satisfacer para asegurar una correcta aplicación a nuestros datos. Las principales son:

- 1) Elegir un atlas espectral que podamos tomar como *catálogo de entrenamiento*, que tenga la misma o mejor resolución espectral que nuestras observaciones, que incluya todos los tipos espectrales y que tenga la misma o mayor cobertura espectral que nuestros datos.
- 2) La baja señal a ruido de nuestros espectros es, como ya vimos, el principal problema, al ser mucho menor que la de cualquier atlas de clasificación que pueda utilizarse como catálogo de entrenamiento.
- 3) Determinar el tipo de parámetros de entrada para la red, de acuerdo a las características de nuestros espectros.

Las soluciones que se adoptaron fueron las siguientes:

- 1) El atlas espectral con las características más parecidas a nuestros espectros resultó ser, en su momento, el catálogo de Jacoby et al. (1984). Este catálogo tiene 161 espectros de estrellas con tipos espectrales entre O5 y M7 y clases de luminosidad I a V (principalmente I, III y V). Su resolución es de 4.5 Å, ligeramente mejor que la nuestra, por lo que fue necesario degradarla mediante la convolución con una gaussiana. El intervalo espectral que cubren los espectros de Jacoby (3530 a 7427 Å) incluye totalmente el que observamos. En este catálogo las estrellas M no están suficientemente representadas (son sólo 11), por lo que se buscó un catálogo complementario. Se eligió el de Mal'Yuto, Oestreicher y Schmidt-Kaler (1994, MOS en adelante) con 33 estrellas M (aunque sólo de clase de luminosidad I a III). De ellas se eligieron las que no presentan líneas de emisión ni peculiaridades en su espectro. Con ello incrementamos la muestra a 183 espectros.

Actualmente existe una librería de espectros estelares (STELIB: Le-Borgne et al., 2003) que aventaja las características de los catálogos anteriores en cuanto a resolución ($\leq 3\text{Å}$) y cobertura espectral (3200 a 9500 Å); además, esta librería incluye estrellas con diversas metalicidades, desde subsolares (con $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.9$) hasta algunas con $[\text{Fe}/\text{H}]$ mayor de 0.5. Si este catálogo se completa con más estrellas de

alta metalicidad será muy útil para clasificación de espectros como los nuestros o de mayor resolución espectral, ya que se podrá obtener la metalicidad de las estrellas, si se entrena una red neuronal adecuadamente.

- 2) Para resolver el problema de la baja señal a ruido, se entrenó la red con espectros que tuvieran las mismas características de ruido que los observados. Se construyó por tanto, un catálogo de entrenamiento tomando como base los espectros de los catálogos de Jacoby y MOS y se les añadió ruido. Para ello se utilizó la tarea MKNOISE de IRAF, incluyendo un ruido de lectura similar al de nuestros espectros y varios niveles de ruido de Poisson, con lo que se obtuvieron espectros con un cociente de señal a ruido entre 5 y el S:N del espectro original. En las figuras 3.2 y 3.3 se muestran dos ejemplos de los espectros resultantes, con diferentes niveles de ruido. En total obtuvimos un conjunto de 16470 espectros con S:N distribuída en forma similar a los espectros observados. La razón por la que se obtuvo un número tan alto de espectros fue porque se quería tener la posibilidad de utilizar todo el espectro como entrada para la red neuronal, como se explica en el siguiente apartado. Esto representa un vector de entrada con 2000 puntos para cada espectro y demanda por tanto un catálogo de entrenamiento muy numeroso.
- 3) Como parámetros de entrada para la red tenemos dos posibilidades:
 - Utilizar todo el espectro, en cuyo caso no es necesario un tratamiento previo de los datos, salvo asegurarse que todos los espectros tienen la misma resolución y cubren el mismo rango espectral que los del catálogo de entrenamiento. La principal desventaja es que requiere de un catálogo de entrenamiento mucho más numeroso (si no se quiere perder resolución espectral) y se corre el riesgo de incluir información espúrea que puede incrementar el error en la clasificación.
 - O bien, utilizar sólo ciertos parámetros: líneas, bandas, o cocientes entre ellas.² En este caso, es posible reducir en gran medida el número de parámetros de entrada a la red, y por tanto el número necesario de espectros en el catálogo de entrenamiento. En nuestro caso, debido a las características de los espectros y a que no contamos con la información del continuo se determinó que lo más adecuado sería utilizar índices espectrales para evitar entrenar a la red con información que no sería posible aprovechar y que sólo aumentaría la complejidad de la misma y con ello, el tiempo de cómputo necesario. De esta manera, sólo se utilizarán los elementos espectrales más fiables que puedan ser extraídos de nuestros espectros.

Bailer-Jones (1996), realiza una clasificación espectral utilizando redes neuronales. Aunque inicialmente utiliza el espectro completo como vector de entrada a la red, posteriormente realiza un análisis de componentes principales (PCA), mediante una red neuronal no supervisada y concluye que es posible reducir drásticamente (por un factor de 30) el número de parámetros necesarios para la clasificación sin afectar significativamente la precisión de la misma. Sin embargo, las componentes principales que encuentra no están relacionadas con parámetros espectrales conocidos ni con parámetros que tengan algún significado físico. Siguiendo su idea, decidimos utilizar un número limitado de parámetros de entrada para la

²Para generalizar llamaremos a estos parámetros: “índices espectrales”

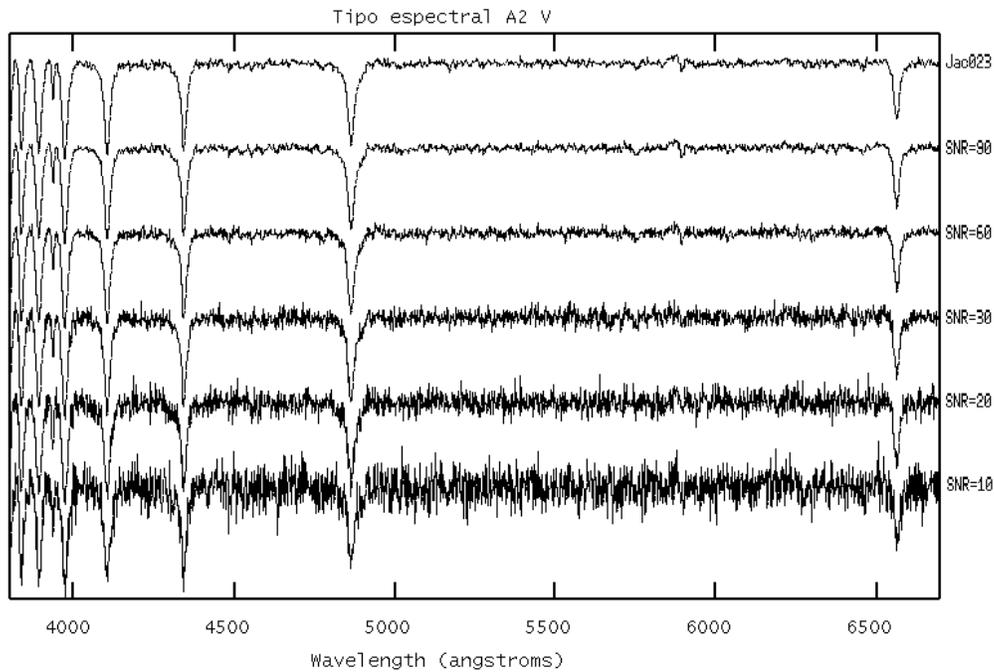


Figura 3.5: Espectros resultantes de agregar ruido al espectro de una estrella con tipo espectral A2 V cuyo cociente señal a ruido original es 120.

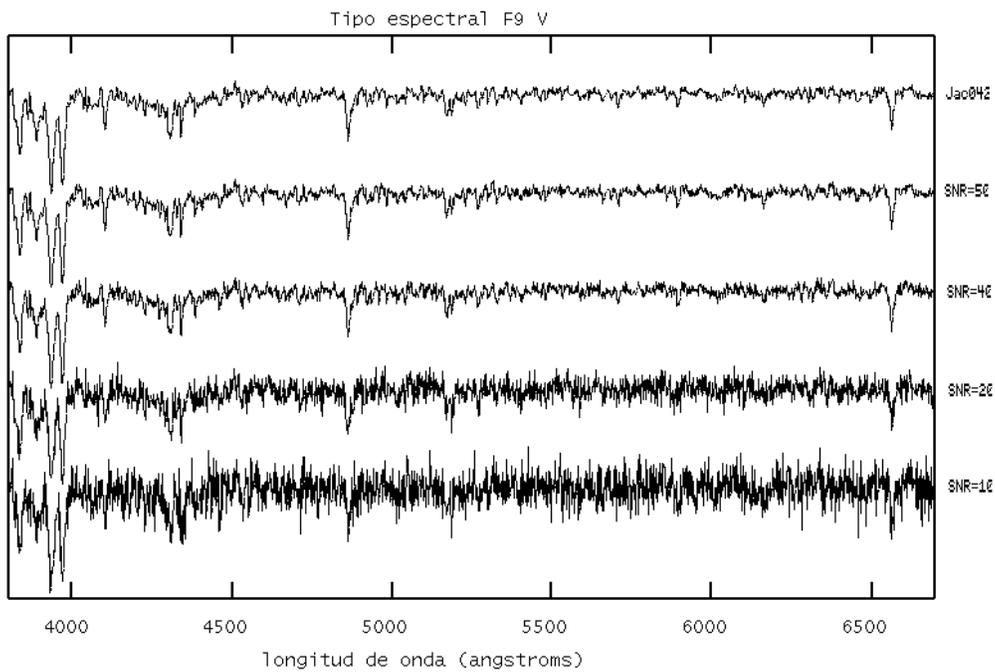


Figura 3.6: Espectros resultantes de agregar ruido al espectro de una estrella con tipo espectral F9 V cuyo cociente señal a ruido original es 54.

red neuronal, pero que incluyeran índices espectrales que podamos interpretar físicamente y que, sabemos de antemano, determinan el tipo espectral. Dado que no contamos con la información del continuo estelar, la intensidad de las líneas espectrales o su ancho equivalente y los cocientes que pueden definirse a partir de ellos representan los parámetros más idóneos con los que entrenar a la red.

Muchos de los índices espectrales definidos en la literatura y ampliamente utilizados, como son los de Lick (Faber et al. 1985, Burstein, et al. 1986, Worthey et al. 1994) o los definidos por Rose (1984, 1985, 1994) no están pensados para realizar clasificación espectral estelar y, por tanto, no están definidos de una forma adecuada para nuestros fines. Por ello fue preciso determinar los índices espectrales que mejor se ajustaran a las características de nuestros espectros y que definieran con precisión los diferentes tipos espectrales.

4

Determinación de índices espectrales y su calibración

Tanto el continuo como las líneas que se observan en el espectro de una estrella están determinados por las condiciones físicas imperantes en su atmósfera: temperatura, densidad, composición química, turbulencia, etc.; por ello el estudio del espectro estelar nos permite deducir dichas propiedades y resulta de gran utilidad como instrumento de clasificación. La mayor parte de las líneas son sensibles a cambios en la temperatura de la atmósfera estelar, mientras que algunas lo son más a la presión electrónica y a la composición química.

Para analizar el comportamiento de los rasgos espectrales en los diferentes tipos de estrellas y su interdependencia con otros observables, es posible aislar dichos rasgos mediante la definición de *índices*, muchos de los cuales han resultado de suma utilidad como herramientas de clasificación (Malyuto & Schmidt-Kaler, 1999) y en síntesis de poblaciones estelares (Faber, et al. 1985, Worthey et al., 1994, Rose, 1994).

4.1. Definición de los índices.

En la literatura se definen varios tipos de índices espectrales, ya sea como anchos equivalentes de líneas o bandas espectrales o cocientes entre ellos, como la intensidad de las líneas respecto al continuo o como la diferencia entre dos niveles de continuo.

En este trabajo utilizaremos índices espectrales definidos como el ancho equivalente (más bien un pseudo-ancho equivalente igual al utilizado por Worthey et al., 1994) de las principales líneas que definen cada tipo espectral, así como algunos cocientes entre ellos.

Geométricamente, el ancho equivalente (W_λ) de una línea se define como el ancho en \AA que debería tener un rectángulo con altura igual a la intensidad del continuo, para que su área coincidiera con el área integrada de la línea¹:

$$W_{\lambda o} = \frac{\int_\lambda (C_\lambda - S_\lambda) d\lambda}{C_{\lambda o}} \quad (4.1)$$

¹Si el espectro estuviese calibrado en flujo, deberíamos hablar del flujo integrado como el área de la línea.

Donde S_λ es la intensidad del espectro en la longitud de onda λ , C_λ la intensidad del continuo y C_{λ_0} la intensidad media del continuo en la línea.

Si el espectro $S(\lambda)$ está normalizado, esta expresión se simplifica y obtenemos que el ancho equivalente es igual a la intensidad integrada de la línea. En nuestro caso trabajamos con los espectros normalizados, sin embargo como el continuo que ajustamos no es necesariamente el real no podemos asegurar que el resultado corresponda exactamente al ancho equivalente de la línea, por lo que se le denomina pseudo-ancho equivalente.

4.2. Medición de los índices

La determinación del continuo estelar ha sido siempre un problema, especialmente en las estrellas tardías (F en adelante), donde la gran cantidad de líneas y bandas no permite fijar con precisión el nivel real del continuo. Cuando realizamos la normalización de los espectros, nos enfrentamos a este problema, el cual, además de no permitirnos hacer la normalización de forma automática, nos impidió en muchos casos ajustar adecuadamente el continuo. Esta es una de las razones por las que se decidió medir los índices utilizando el programa INDEX, facilitado por N. Cardiel y J. Gorgas ², que permite definir un continuo local (o pseudo-continuo) en cada línea a medir.

Para realizar la medición de cada índice con este programa es necesario definir tres intervalos: el central que corresponde a la línea o banda a medir, y dos intervalos adyacentes (uno a cada lado de la línea) con los que se define el continuo local ajustando una recta entre los dos puntos medios de ambos intervalos.

En la tabla 4.1 presentamos la lista de las líneas y bandas que seleccionamos, basándonos principalmente en los criterios de clasificación ya conocidos, en el análisis de los atlas de espectros de Jacoby y de Torres-Dodgen & Weaver y en los índices de Lick (Burstein et al. 1984, Faber et al. 1985, Worthey et al. 1994). La forma de definir los índices es la misma que utilizan Worthey et al., definiendo tres intervalos, como ya se mencionó. Estos intervalos se listan también en la tabla 4.1.

Inicialmente intentamos utilizar los índices de Lick para analizar su comportamiento con el tipo espectral; sin embargo, notamos que frecuentemente los intervalos definidos tanto para el continuo como para la integración no eran adecuados para medir las líneas que deseábamos pues incluían parte de alguna otra línea, o dejaban fuera parcialmente la que se deseaba medir; con los intervalos para el continuo sucede algo similar pues coinciden en ocasiones con líneas importantes. Por ello fue necesario definir intervalos para el continuo que no incluyeran rasgos espectrales que pudiesen afectar la medición e intervalos para la integración que incluyeran la línea totalmente.

Para ajustar los intervalos de continuo se utilizaron los espectros de Jacoby, con su resolución ligeramente degradada para que coincidiera con la nuestra y los espectros observados y clasificados previamente por nosotros. En ellos pudimos confirmar que los intervalos de continuo no coincidieran con algún rasgo espectral importante. En la tabla 4.1 aparecen también algunos de los índices de Lick correspondientes a líneas metálicas que utilizaremos.

En las figuras 4.1 a 4.4 se muestra la forma en que se miden algunos de los índices utilizados. INDEX marca (en color verde) el intervalo donde se mide el índice y (en azul

²<http://www.ucm.es/info/Astrof/software/reduceme/programs/index.html>

y rojo) los intervalos con los que se ajusta el continuo. Las figuras 4.1 y 4.2 nos muestran la forma en que se definieron los índices correspondientes a líneas contiguas, 4300 y 4340 por ejemplo (cuyo cociente determina el subtipo espectral en estrellas F y G) en donde se marca un mismo continuo para ambas, con el fin de que el cociente entre ellas no se vea afectado por diferencias en la definición del mismo. En las figuras 4.3 y 4.4 se observa la diferencia en el ancho de $H\beta$ entre el espectro de una supergigante A2 y una estrella de secuencia principal de la misma temperatura. En estas figuras se puede apreciar también la diferencia entre los índices delgado y ancho, siendo esta diferencia considerablemente mayor en la estrella A2 V.

Tabla 4.1: Definición de los índices espectrales.

Índice	intervalo azul	intervalo central	intervalo rojo	línea o banda
3933	3909.0 - 3918.0	3917.0 - 3950.0	4000.0 - 4020.0	CaII 3933
3968+H8	3909.0 - 3918.0	3955.0 - 3988.0	4000.0 - 4020.0	CaII 3968 + H8
4026	3993.0 - 4003.0	4017.5 - 4035.0	4037.0 - 4054.0	He I 4026
4033+45	4014.0 - 4025.0	4025.0 - 4051.0	4050.0 - 4054.0	MnI4033+FeI4045
4077F01	4011.0 - 4029.0	4070.0 - 4086.0	4160.0 - 4170.0	Sr II 4077
4101F7	4011.0 - 4029.0	4090.0 - 4115.0	4160.0 - 4170.0	H δ S
4128SiII	4011.0 - 4029.0	4120.0 - 4140.0	4160.0 - 4170.0	HeI4121+SiII4128
4172+78	4160.0 - 4170.0	4168.0 - 4186.0	4209.0 - 4220.0	TiII4172+FeII4178
4227S	4207.0 - 4215.0	4216.0 - 4240.0	4241.0 - 4250.0	Ca I 4227
4300GS	4241.0 - 4252.0	4283.0 - 4318.0	4358.0 - 4370.0	banda G 4300
4327	4241.0 - 4252.0	4320.0 - 4332.0	4358.0 - 4370.0	FeI 4325 (blend)
4340n	4241.0 - 4252.0	4331.5 - 4352.5	4358.0 - 4370.0	H γ delgado
4383+405	4359.0 - 4370.0	4369.0 - 4412.0	4412.0 - 4422.0	Fe 4383+4405
4455S	4445.0 - 4452.0	4450.0 - 4462.0	4501.0 - 4510.0	CaI 4455
4471	4445.0 - 4452.0	4463.0 - 4477.0	4501.0 - 4510.0	He I 4471
4481	4445.0 - 4452.0	4476.0 - 4488.0	4501.0 - 4510.0	MgII 4481
4531L	4505.5 - 4515.5	4515.5 - 4560.5	4560.5 - 4580.5	Fe 4531 blend (Lick)
4686	4660.0 - 4676.0	4676.0 - 4696.0	4696.0 - 4708.0	HeII 4686
4861w	4808.0 - 4828.0	4830.0 - 4896.0	4896.0 - 4916.0	H β 4861 ancho
4861n	4808.0 - 4828.0	4846.0 - 4878.0	4896.0 - 4916.0	H β 4861 delgado
4961TiO	4930.0 - 4952.0	4953.0 - 4990.0	5156.0 - 5166.0	TiO 4961
4961M	4930.0 - 4952.0	4950.0 - 5090.0	5350.0 - 5385.0	TiO 4961 banda
5177M	4930.0 - 4952.0	5160.0 - 5320.0	5350.0 - 5385.0	MgI 5177 banda
5177	5154.0 - 5164.0	5160.0 - 5200.0	5235.0 - 5250.0	MgI 5170
5270	5235.0 - 5250.0	5260.0 - 5290.0	5305.0 - 5320.0	Fe 5268
5335L	5304.6 - 5315.9	5312.1 - 5352.1	5353.4 - 5363.4	Fe 5335 (Lick)
5782L	5765.4 - 5775.4	5776.6 - 5796.6	5797.9 - 5811.6	Fe 5782 (Lick)
5895L	5860.6 - 5875.6	5876.9 - 5909.4	5910.1 - 5925.1	Na 5890 (Lick)
5900b	5790.0 - 5820.0	5840.0 - 5990.0	6040.0 - 6070.0	TiO 5900 banda
6122	6068.0 - 6078.0	6114.0 - 6130.0	6198.0 - 6214.0	CaI 6122
6162	6068.0 - 6078.0	6156.0 - 6180.0	6198.0 - 6214.0	CaI 6162
6200M	6105.0 - 6130.0	6143.0 - 6383.0	6520.0 - 6540.0	TiO 6200 banda
6200b	6130.0 - 6150.0	6182.6 - 6272.1	6320.6 - 6352.1	TiO 6200 banda
6496S	6456.0 - 6473.0	6478.0 - 6520.0	6520.0 - 6548.0	blend 6496
6496	6470.0 - 6485.0	6485.0 - 6507.0	6510.0 - 6525.0	blend 6496
6563	6515.0 - 6530.0	6543.0 - 6583.0	6600.0 - 6620.0	H α

Otra razón por la que se eligió el programa INDEX fue por la posibilidad que ofrece de corregir por velocidad radial los espectros, lo que nos asegura una mayor precisión en la medida. Para poder aprovechar esta ventaja, antes de medir los índices, se determinaron las velocidades radiales en los espectros de Jacoby. Se utilizaron las tareas RVIDLINES y RVREIDLINES del paquete RV de IRAF. En este proceso se dividió la muestra en tres

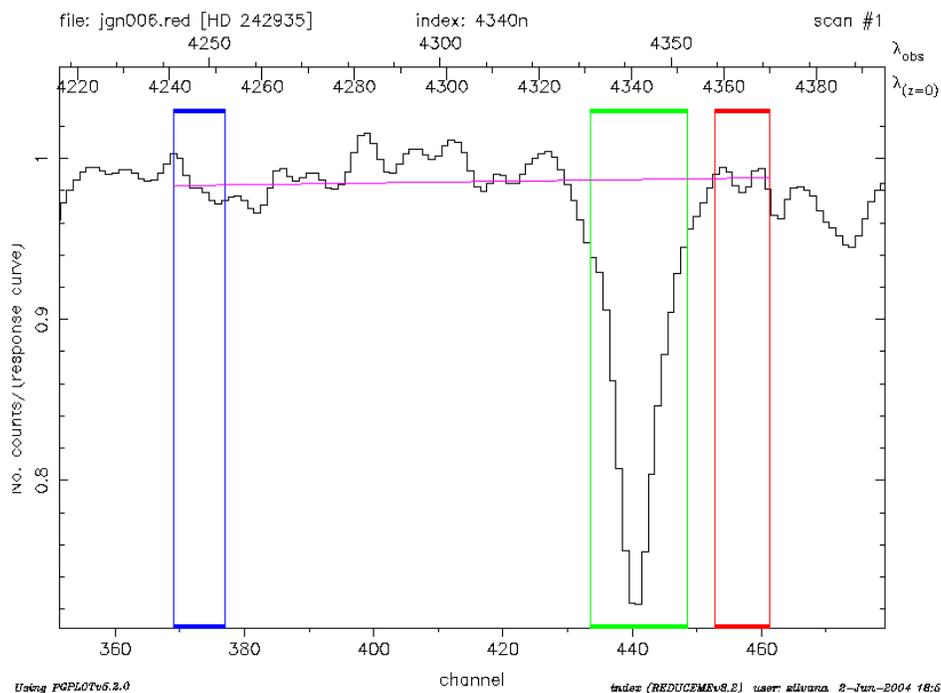


Figura 4.1: Medición del índice delgado correspondiente a $H\gamma$ en una estrella O8 V.

grupos: estrellas tempranas: tipo O, B y A; estrellas intermedias: tipos F, G y K0 a K2; y estrellas tardías: tipos K3 en adelante. En cada grupo elegimos las líneas más intensas para determinar la velocidad radial; generalmente las líneas de la serie de Balmer y las más prominentes de cada tipo espectral. Es importante notar que en el caso de las estrellas M, cuyos principales rasgos espectrales son las bandas moleculares, se espera una mayor incertidumbre en la determinación de la velocidad radial debido al posible error en la posición del centroide de la banda.

En la tabla 4.2 se listan las velocidades radiales (en km/seg) de las estrellas del catálogo de Jacoby, su tipo espectral, la S:N medida en el espectro original (en un intervalo alrededor de 5630 \AA) y algunos comentarios sobre cada espectro. La dispersión de los valores de velocidad radial, determinada con diferentes líneas, no es la misma en todos los casos y va desde unos cuantos km/s hasta cerca de 100 km/s, por lo que la precisión en cada determinación es distinta. Por homogeneidad, listamos las velocidades con todas sus cifras (hasta unidades) aunque en algunos casos la última cifra no sea significativa. Como vemos, las velocidades radiales encontradas son, por lo general, bajas (normalmente no superan los 100 km/s), sólo en dos casos llega a ser de 200 km/s, lo cual representa un corrimiento de 4 \AA en el rojo (3 \AA en el azul). Un corrimiento de esta magnitud, o mayor es importante corregirlo, sin embargo un corrimiento menor a 2 \AA , no afecta seriamente la medición de los índices.

Al comparar los espectros de Jacoby con los espectros de estrellas estándar de otros catálogos y basándonos en los criterios de clasificación de Gray y Schmidt-Kahler, nos di-

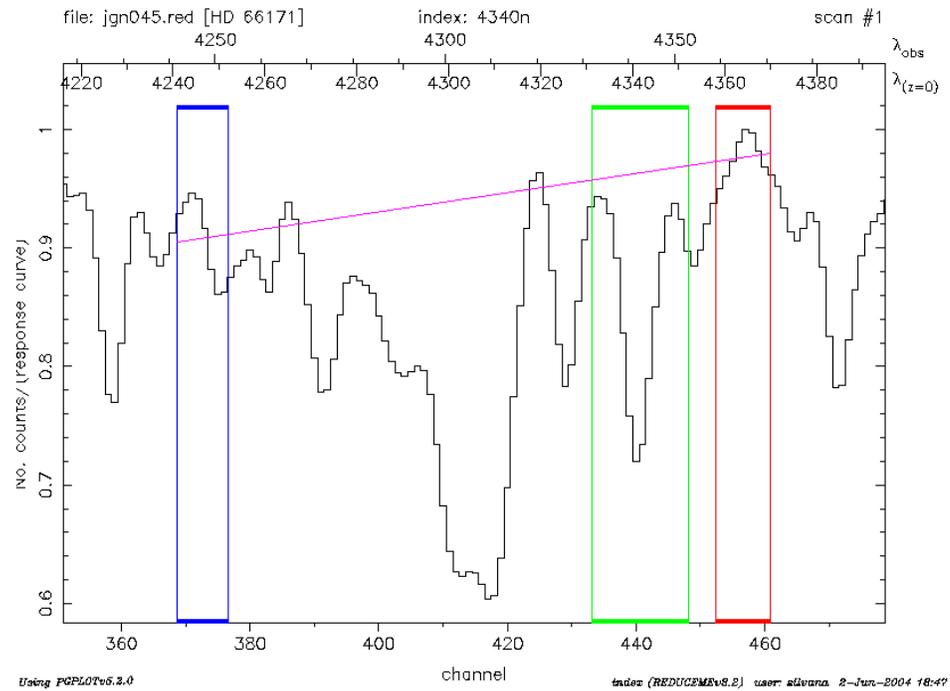
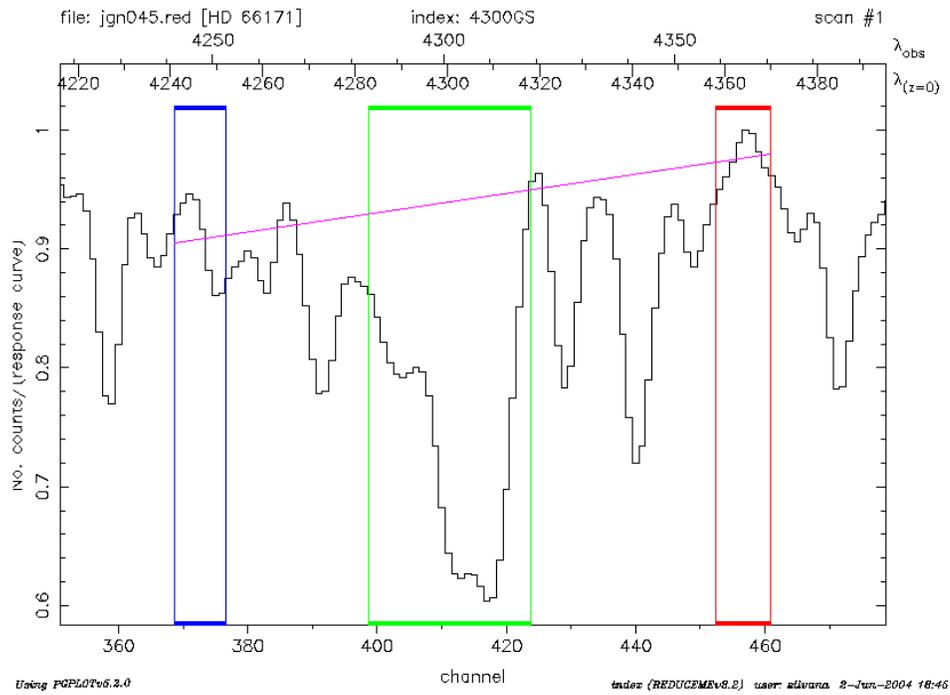


Figura 4.2: Medición de los índices 4300G (recuadro superior) y 4340 (inferior) correspondientes a la banda G y H γ , respectivamente, en una estrella G2 V. Al comparar con la figura anterior podemos observar que al medir el índice 4300G en la estrella con tipo espectral O8, el resultado será, como es de esperarse, casi cero.

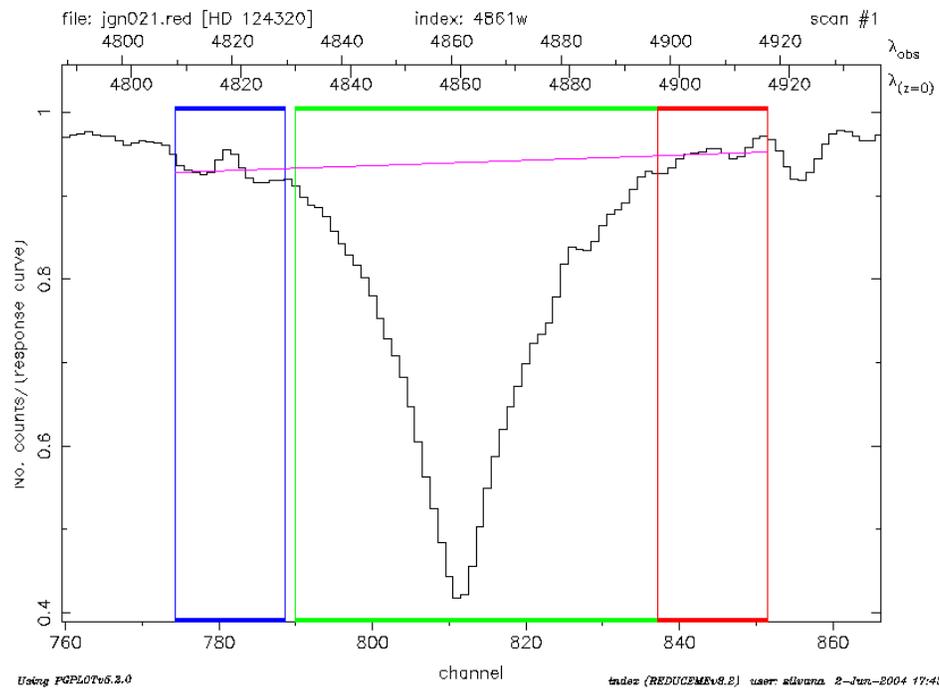
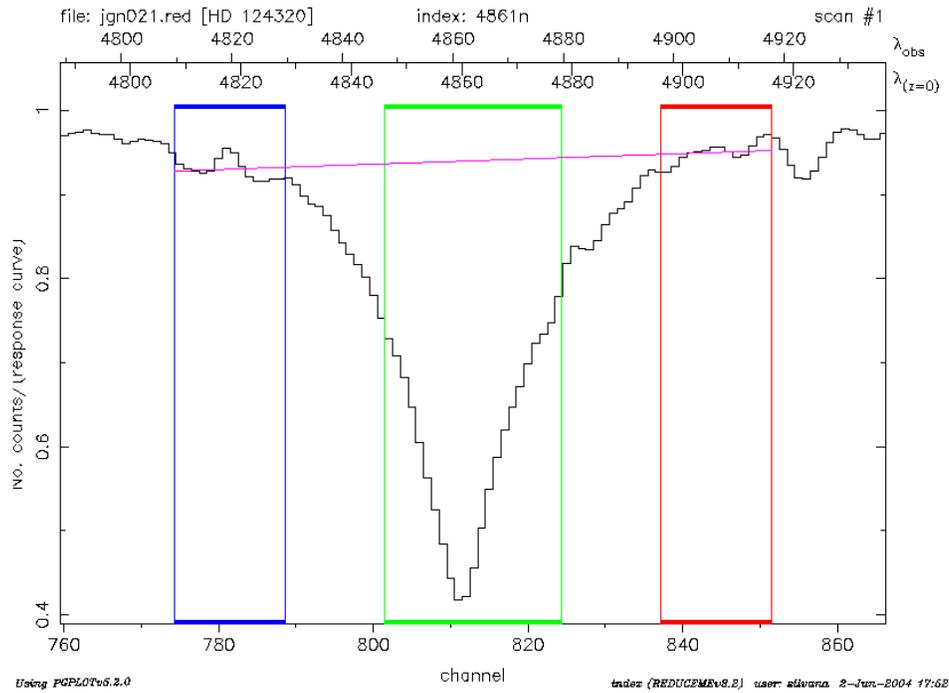


Figura 4.3: Medición de los índices delgado (recuadro superior) y ancho (inferior) correspondientes a $H\beta$ en una estrella A2 V.

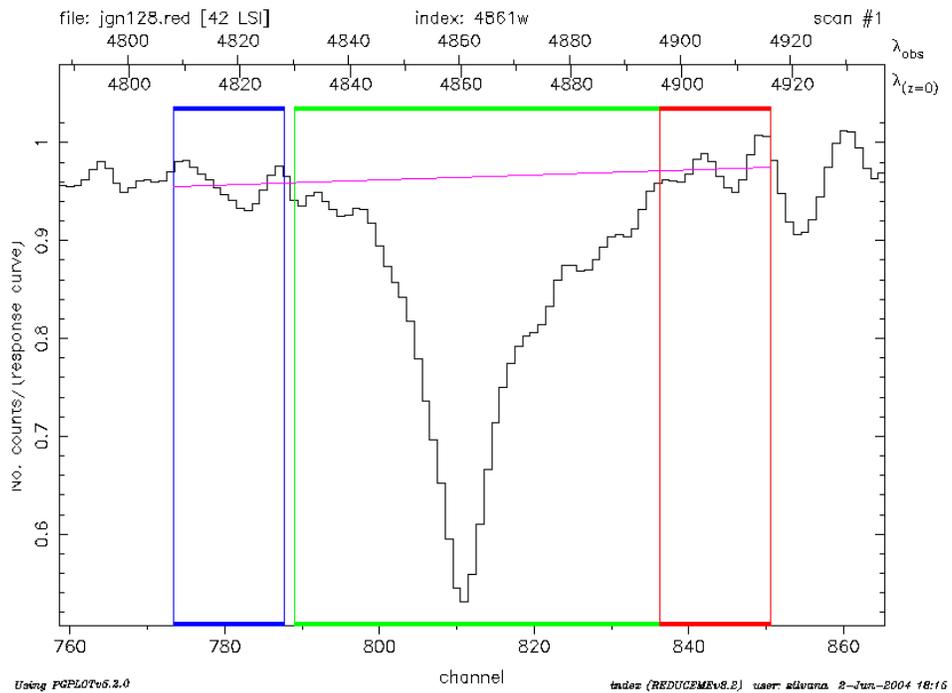
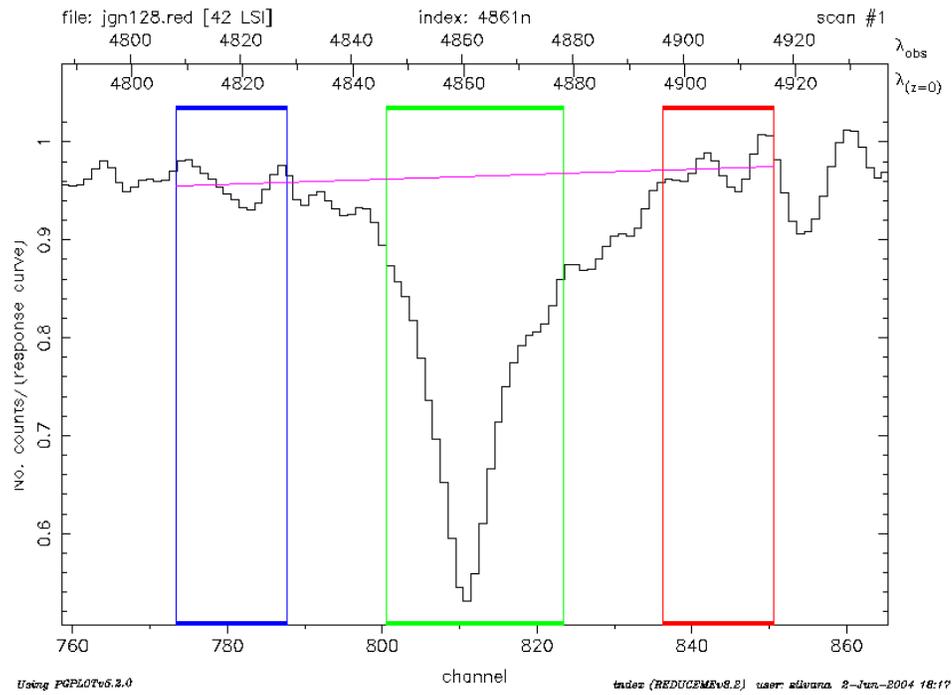


Figura 4.4: Medición de los índices delgado (recuadro superior) y ancho (inferior) correspondientes a $H\beta$ en una estrella A2 I.

mos cuenta que en algunos casos era necesario corregir el tipo espectral asignado por Jacoby. En esos casos utilizamos el TE ya corregido, el cual aparece en la siguiente columna, pero ya como el código numérico que empleamos a lo largo de toda la tesis. Este código está comprendido entre 1500 y 7700 y se asocia al tipo espectral en la siguiente forma: Los números entre 1500 y 1900 corresponden a estrellas O, los 2000 a estrellas B, 3000 a las A, etc. hasta llegar a 7000 para las M, con 10 subdivisiones de 100 para cada subtipo espectral. Así, un tipo O5 corresponde a 1500, B3 a 2300 y un tipo K7 a 6700. La clase de luminosidad la representamos directamente por su equivalente en numeración arábica. En algunos de los espectros de Jacoby también se detectaron errores en la calibración en longitud de onda (alrededor de $H\beta$), por lo que no se utilizaron para entrenar la red neuronal. En general, todos aquellos espectros del catálogo de Jacoby, en los que se detectó algún tipo de problema, ya fuese con la clasificación o con la calibración en longitud de onda, no se incluyeron en el catálogo de entrenamiento de la red neuronal.

4.3. Elección de los índices

Cuando iniciamos la clasificación espectral utilizando el sistema tradicional, se clasificaron parte de las estrellas observadas (sección 3.1.2). Esto nos proporcionó la experiencia necesaria para elegir las líneas más útiles para clasificación, tomando en cuenta las características y limitaciones de nuestros espectros. Como ya dijimos, los catálogos de referencia para clasificación que se utilizaron fueron: el de Jacoby, el atlas espectral en línea de Gray y para la región más hacia el rojo el atlas de Torres-Dodgen y Weaver (1993)(TDW).

Elegimos un total de 30 líneas espectrales y algunos cocientes entre ellas para definir los índices de la tabla 4.1. Para confirmar la correcta definición de los índices, su dependencia con el tipo espectral y la clase de luminosidad y para poder elegir los que utilizaríamos posteriormente para trabajar con la red, medimos cada uno de los índices en los espectros del catálogo de Jacoby y analizamos su comportamiento con el tipo espectral (figuras 4.5 a 4.16). Posteriormente los medimos en las estrellas estándar que observamos en el WHT (figuras 4.17 a 4.27), en las estrellas de los campos clasificados previamente con el método tradicional (NGC 7027, NGC 7026, NGC 6781, A82, A63) y finalmente en los espectros de las demás estrellas.

En las figuras 4.5 a 4.16 se presentan los gráficos utilizados para evaluar el comportamiento de los índices; en ellos es fácil observar la variación de cada uno de los índices con el tipo espectral y con la clase de luminosidad.

Como podemos observar en estas figuras, algunos índices son sensibles a la clase de luminosidad, sin embargo, también lo son a la temperatura, por lo que es muy difícil desacoplar ambas variaciones. Las líneas de Balmer, como ya se conocía, son muy sensibles tanto a la temperatura como a la luminosidad, afectando esto último el ancho de la línea. Sin embargo, cuando se obtiene el ancho equivalente, se pierde esta información, por ello muchos autores (Faber et al. 1985, Worthey & Ottaviani 1997), al igual que lo hizo Strömgren (1966) con el índice β , definen dos índices para estas líneas uno delgado y otro más ancho (ver figuras 4.3 y 4.4) de manera que, comparándolos, es posible determinar si se trata de una línea intensa y delgada, correspondiente a una supergigante o si se trata de una línea más ancha, propia de una estrella de secuencia principal.

Tabla 4.2: Velocidad radial y S:N de las estrellas del catálogo de Jacoby

JHCnum	Nombre	Clasif JHC	TE	CL	VelRad	S:N	Comentarios
jhc001	HD 242908	O5 V	1500	5	105	145	
jhc002	HD 215835	O5.5 V	1550	5	-34	107	
jhc003	HD 12993	O6.5 V	1650	5	-15	133	
jhc004	HD 35619	O7 V	1700	5	42	94	
jhc005	HD 44811	O7.5 V	1750	5	123	118	
jhc006	HD 242935	O8 V	1800	5	98	77	
jhc007	HD 236894	O8 V	1800	5	48	97	
jhc008	HD 17520	O9 V	1900	5	12	176	
jhc009	HD 12323	O9 V	1900	5	39	202	
jhc010	BD+62 249	O9.5 V	1950	5	26	48	
jhc011	HD 158659	B0 V	2000	5	74	70	
jhc012	HD 237007	B0 V	2000	5	55	72	
jhc013	HD 35215	B1.5 V	2150	5	130	86	
jhc014	HD 37767	B3 V	2300	5	50	178	
jhc015	FEIGE 40	B4 V	2600	5	144	36	Jac=2400
jhc016	HD 240344	B4 V	2400	5	79	125	
jhc017	HD 30584	B6 V	2800	5	57	91	Jac=2600
jhc018	O 1015	B8 V	2800	5	80	76	
jhc019	HD 116608	A1 V	3100	5	55	133	
jhc020	FEIGE 41	A1 V	2900	5	45	54	Jac=3100
jhc021	HD 124320	A2 V	3200	5	99	134	
jhc022	FEIGE 28	A2 V	3000	5	91	67	Jac=3200
jhc023	HD 190785	A2 V	3100	5	132	128	Jac=3200
jhc024	HD 221741	A3 V	3300	5	40	153	
jhc025	HD 9547	A5 V	3500	5	55	60	
jhc026	HD 21619	A6 V	3600	5	67	69	
jhc027	HD 23863	A7 V	3700	5	39	70	
jhc028	HD 111525	A7 V	3800	5	100	123	Jac=3700
jhc029	HD 9972	A8 V	3700	5	44	106	Jac=3800
jhc030	HD 23733	A9 V	3900	5	50	77	
jhc031	HD 10032	F0 V	4000	5	57	83	
jhc032	HZ 948	F3 V	4300	5	70	107	
jhc033	HD 23511	F4 V	4400	5	35	69	
jhc034	HZ 227	F5 V	4500	5	60	75	
jhc035	SAO 57199	F6 V	4600	5	145	70	
jhc036	HD 24189	F6 V	4600	5	72	55	
jhc037	HD 5702	F7 V	4700	5	54	68	Probl. en calibración
jhc038	HD 107132	F7 V	4700	5	40	86	
jhc039	HD 107214	F7 V	4800	5	60	89	Jac=4700
jhc040	HD 6111	F8 V	4800	5	51	33	
jhc041	HD 31084	F9 V	4950	5	08	81	
jhc042	HD 107399	F9 V	4900	5	59	70	
jhc043	HD 28099	G0 V	5000	5	87	55	
jhc044	HD 17647	G1 V	5600	5	41	55	Jac=5100
jhc045	HD 66171	G2 V	5200	5	58	63	
jhc046	BD+58 1199	G3 V	5300	5	47	110	
jhc047	TR A14	G4 V	5400	5	115	59	
jhc048	HD 22193	G6 V	5600	5	72	50	
jhc049	HD 27685	G7 V	5700	5	64	42	
jhc050	HD 33278	G9 V	5900	5	34	35	
jhc051	HD 29050	G9 V	5900	5	49	44	
jhc052	HD 23524	K0 V	6000	5	14	53	
jhc053	HD 5351	K4 V	6400	5	-4	34	
jhc054	SAO 76803	K5 V	6200	5	86	33	Jac=6500
jhc055	HD 260655	M0 V	7000	5	05	51	
jhc056	BD+63 0137	M1 V	7100	5	76	28	
jhc057	YALE 1755	M5 V	7500	5	62	29	
jhc058	HD 13505	F0 IV	4000	4	60	61	
jhc059	HD 83140	F3 IV	4300	4	45	78	

Tabla 4.2 Continuación.

JHCnum	Nombre	Clasif JHC	TE	CL	VelRad	S:N	Comentarios
jhc060	HD 78277	G2 IV	5200	4	31	93	
jhc061	HD 70178	G5 IV	5500	4	74	68	
jhc062	HD 227018	O6.5 III	1650	3	76	100	
jhc063	SAO 11810	O7.5 III	1750	3	11	83	
jhc064	HD 191978	O8.5 III	1850	3	83	100	
jhc065	HD 16429	O9.5 III	1950	3	-5	137	
jhc066	HD 13494	B1 III	2100	3	51	82	
jhc067	HD 12727	B2 III	2200	3	30	63	
jhc068	O 2311	B2 III	2200	3	-20	70	
jhc069	SAO 11885	B2.5 III	2250	3	54	65	
jhc070	HD 166125	B3 III	2300	3	54	105	
jhc071	HD 39136	B4 III	2400	3	74	111	
jhc072	HD 56183	B4 III	2400	3	103	131	
jhc073	HD 256413	B5 III	2500	3	113	112	
jhc074	BD+61 339	B7 III	3000	3	115	90	Jac=2700
jhc075	HD 28696	B8 III	2800	3	91	72	
jhc076	HD 20023	B9 III	2900	3	128	130	
jhc077	HD 12027	A3 III	3300	3	71	69	
jhc078	HD 240296	A6 III	3600	3	53	105	
jhc079	HD 12161	A8 III	3800	3	60	150	
jhc080	HD 64191	F0 III	4000	3	71	99	
jhc081	HD 5211	F4 III	4400	3	77	91	
jhc082	BD+61 0367	F5 III	4500	3	76	59	
jhc083	HD 56030	F6 III	4600	3	80	78	
jhc084	SAO 20603	F7 III	4700	3	131	50	Probl. en calibración
jhc085	HD 9979	F8 III	4800	3	60	53	Probl. en calibración
jhc086	HD 15866	G0 III	5000	3	06	75	
jhc087	BD+30 2347	G0 III	4700	3	96	60	Jac=5000
jhc088	HD 25894	G2 III	5200	3	23	54	Probl. en calibración
jhc089	HD 2506	G4 III	5600	3	-10	46	Probl. calib. (Jac=5400)
jhc090	BD+28 1885	G5 III	5800	3	29	64	Jac=5500
jhc091	HD 112872	G6 III	5600	3	57	59	
jhc092	HD 26514	G6 III	5600	3	39	54	
jhc093	HD 29883	G6 III	6300	3	57	32	Jac=5600
jhc094	HD 249240	G7 III	5700	3	52	44	
jhc095	HD 245389	G8 III	5800	3	88	52	
jhc096	SAO 55155	G9 III	5300	3	61	46	Jac=5900
jhc097	SAO 55164	K0 III	6000	3	52	78	
jhc098	HD 33506	K2 III	6200	3	92	39	
jhc099	SAO 77849	K2 III	6200	3	64	38	
jhc100	HD 26946	K3 III	6300	3	58	31	
jhc101	HD 21110	K4 III	6400	3	55	31	
jhc102	SAO 21753	K7 III	7100	3	14	40	Jac=6700
jhc103	SAO 63349	M3 III	7300	3	100	41	
jhc104	HD 110964	M4 III	7400	3	103	40	
jhc105	SAO 62808	M5 III	7500	3	8	24	
jhc106	HD 14357	B2 II	2200	2	66	82	emisión en H α
jhc107	BD-14 4956	B2 II	2200	2	27	119	
jhc108	BD-00 3227	F5 II	4500	2	38	72	
jhc109	HD 249384	G8 II	5800	2	-48	33	
jhc110	HD 250368	G9 II	5900	2	57	40	
jhc111	HD 249826	K6 II	7200	2	117	46	Jac=6600
jhc112	BD+19 1947	M3 II	7700	2	104	20	Jac=7300
jhc113	BD+36 1963	M7 II	7600	2	70	22	Jac=7700
jhc114	BD-11 4586	O8 I	1800	1	44	76	
jhc115	HD 225160	O8 I	1800	1	10	122	
jhc116	HD 16808	B0.5 I	2050	1	61	96	
jhc117	HD 167451	B0.5 I	2050	1	31	88	
jhc118	BD-14 5030	B1.5 I	2150	1	29	60	
jhc119	HD 209678	B2 I	2200	1	16	123	

Tabla 4.2 Continuación

JHCnum	Nombre	Clasif JHC	TE	CL	VelRad	S:N	Comentarios
jhc120	SAO 20899	B3 I	2300	1	07	56	
jhc121	HD 192832	B5 I	2500	1	52	65	B2I?
jhc122	BD+61 220	B7 I	2700	1	05	70	
jhc123	HD 17145	B8 I	2800	1	58	107	
jhc124	LSIV P24	B9 I	2900	1	78	62	
jhc125	HD 209900	A0 I	3000	1	19	106	
jhc126	SAO 11344	A0 I	3000	1	17	113	
jhc127	SAO 12149	A1 I	3100	1	21	127	
jhc128	42 LSI	A2 I	3600	1	20	160	Jac=3200
jhc129	SAO 87716	A3 I	3200	1	118	88	Jac=3300
jhc130	SAO 12096	A4 I	3400	1	26	71	
jhc131	HD 9167	A7 I	3700	1	26	72	
jhc132	HD 842	A9 I	3900	1	35	116	
jhc133	SAO 37370	F0 I	4000	1	62	73	
jhc134	BD+58 204	F2 I	4200	1	-12	127	
jhc135	HD 12842	F3 I	4400	1	18	64	Jac=4300
jhc136	SAO 21536	F4 I	4300	1	-37	115	Jac=4400
jhc137	HD 9973	F5 I	4500	1	49	67	
jhc138	HD 8992	F6 I	4600	1	22	56	
jhc139	HD 17971N	F7 I	4500	1	06	59	Jac=4700
jhc140	HD 187428	F8 I	4800	1	114	54	
jhc141	HD 25361	G0 I	5000	1	10	58	
jhc142	SAO 21446	G1 I	5100	1	24	51	
jhc143	BD+56 084	G2 I	5000	1	-23	37	Jac=5200
jhc144	HD 191010	G3 I	5300	1	119	53	
jhc145	HD 187299	G5 I	5500	1	34	30	
jhc146	HD 186293	K0 I	6000	1	86	47	
jhc147	SAO 37325	K1 I	6100	1	74	33	
jhc148	HD 1069	K2 I	6200	1	44	70	
jhc149	HD 1400	K5 I	6700	1	40	50	
jhc150	HD 14330	M1 I	7100	1	30	34	
jhc151	SAO 23888	M1 I	7100	1	29	32	
jhc152	HD 13136	M2 I	7200	1	12	38	
jhc153	HD 94028	MPF4 V	4400	5	194	106	
jhc154	SAO 102986	MPF7 V	4700	5	-193	73	
jhc155	SAO 81292	M4.5E V	7450	5	57	35	
jhc156	HD 16691	O5 I	1500	1	44	95	em HeII λ 4686 y H α
jhc157	HD 108	O6F I	1600	1	-41	118	em HeII λ 4686 y H α
jhc158	BD+40 4220	O7 I	1700	1	12	79	em HeII λ 4686 y H α
jhc159	HD 13256	B1 I	2100	1	-30	229	em H β y H α
jhc160	HD 50064	B1 I	2100	1	148	109	em H γ a H α
jhc161	BD+51 710	B5 I	2500	1	146	90	em H α

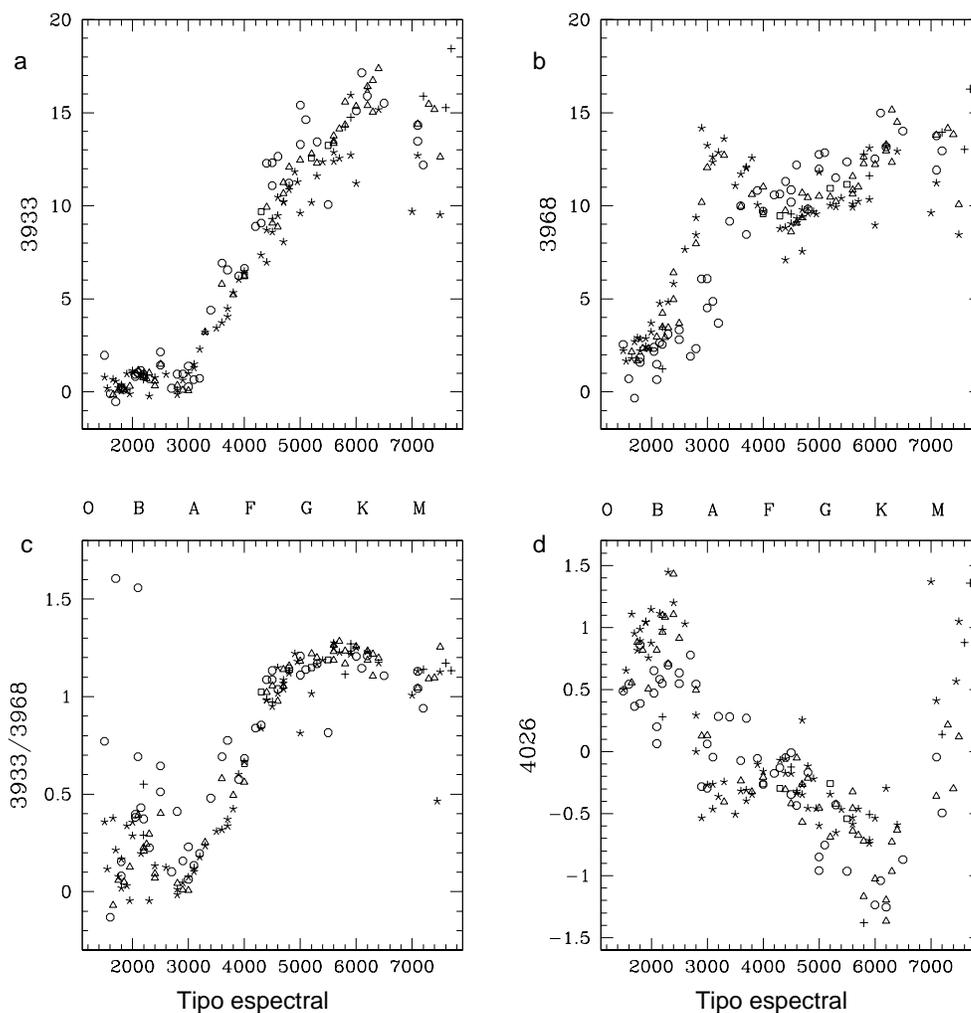


Figura 4.5: Comportamiento de los índices 3933, 3968, 3933/3968 y 4026 (definidos en la tabla 4.1) con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Para las clases de luminosidad I a V se utilizan los símbolos: \circ , $+$, \triangle , \square y \star , respectivamente.

4.3.1. Análisis de la dependencia con el tipo espectral y con la clase de luminosidad.

- **3933** Línea K de Ca. (Fig. 4.5-a) Es el índice que mejor determina el tipo espectral, útil desde estrellas A hasta K tempranas. El inconveniente en nuestro caso es que no se alcanza a detectar en los espectros débiles.
- **3968+H8** (Fig. 4.5-b) Debido a la superposición de las líneas 3968 de Ca y 3970 de H, este índice no es útil como indicador de temperatura por sí solo; sin embargo, suele

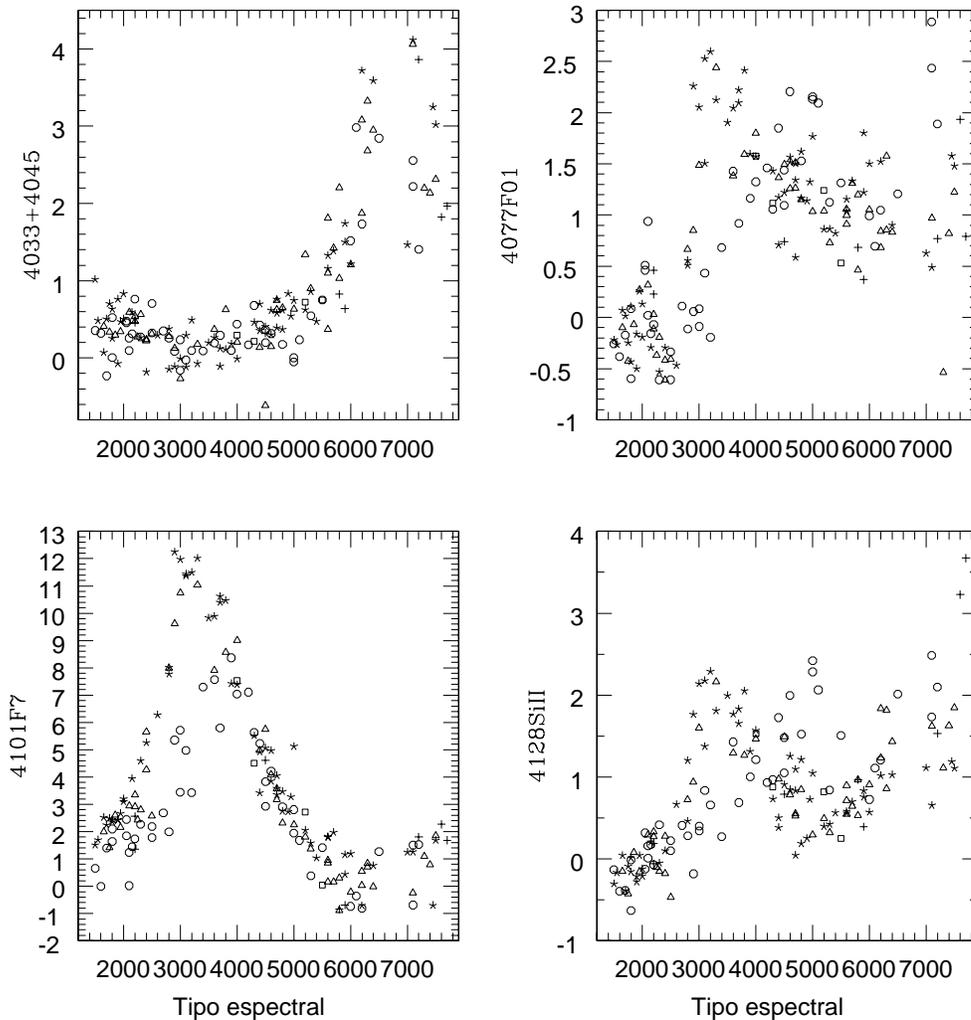


Figura 4.6: Comportamiento de los índices 4033+4045, 4077F01, 4101F7 y 4128SiIII, con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Los símbolos son los mismos que en la figura 4.5.

utilizarse en el cociente 3933/3968. Como indicador de CL, al igual que las demás líneas de Balmer, separa las estrellas supergigantes de los tipos espectrales O, B y A.

- **3933/3968** (Fig. 4.5-c) Muy útil para determinar el TE en estrellas A, F y G. Sin embargo, en muchos de nuestros espectros no se alcanzan a detectar estas líneas porque la eficiencia del instrumento (optica + grisma + CCD) disminuye drásticamente para $\lambda < 4000 \text{ \AA}$.
- **4026 HeI**, (Fig. 4.5-d). Útil en estrellas calientes O y B. Debido a que es difícil de detectar en nuestros espectros, preferimos utilizar otras líneas de HeI más hacia el rojo
- **4033+4045** $\lambda 4033$ de MnI y $\lambda 4045$ de FeI. (Fig. 4.6-a). Útil como indicador de

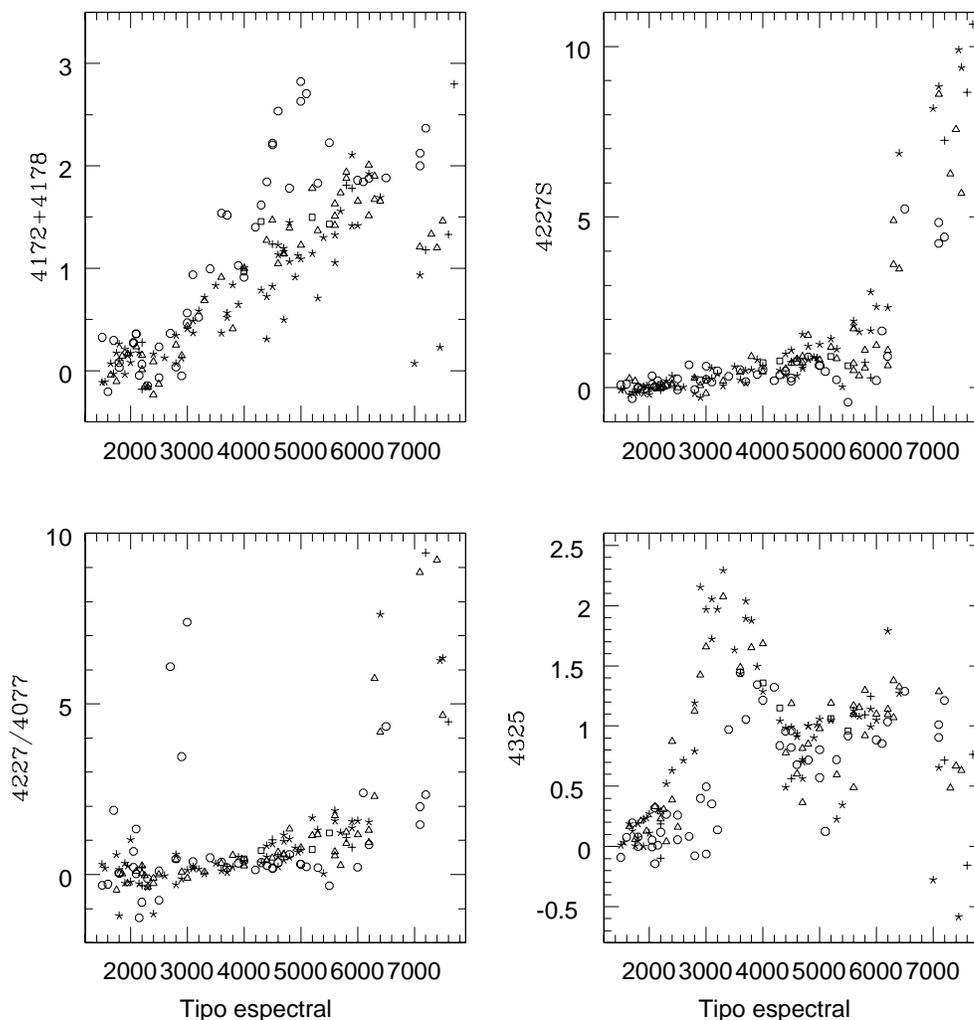


Figura 4.7: Comportamiento de los índices 4172+4178, 4227S, 4227/4077 y 4325 (tabla 4.1) con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

temperatura en estrellas G y K

- **4077 SrI**; (Fig. 4.6-b). Útil como indicador de clase de luminosidad en estrellas tempranas; sin embargo en nuestros espectros fue difícil distinguir esta línea por el nivel de ruido. En estrellas A de secuencia principal queda contaminado por H δ .
- **4101 H δ** ; (Fig. 4.6-c). Útil como indicador de TE. Al igual que en las demás líneas de Balmer, es necesario determinar previamente si la estrella es más temprana o más tardía que A2.
- **4128 SiII**; (Fig. 4.6-d). Útil como indicador de temperatura en estrellas tempranas. Se observa que en estrellas A distingue claramente las enanas de las SG; sin embargo esto

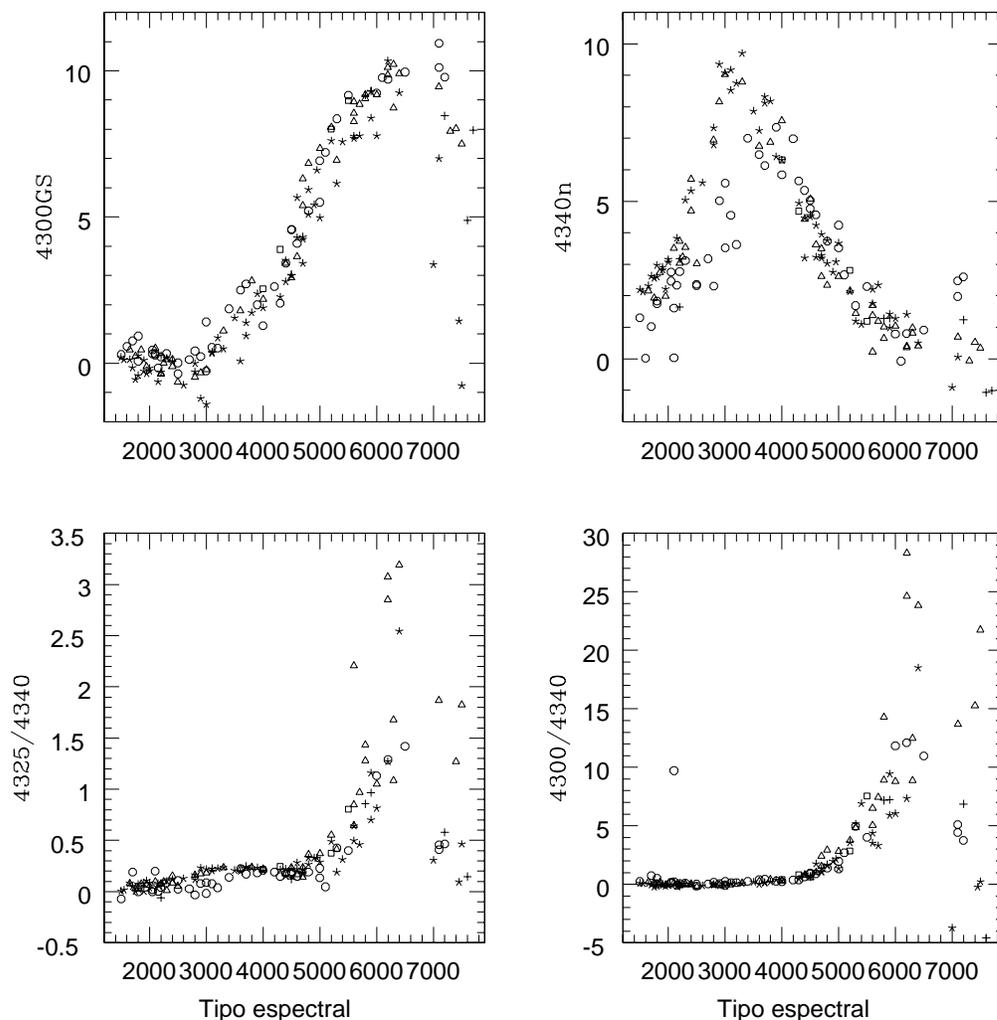


Figura 4.8: Comportamiento de los índices 4300G, 4340n, 4325/4340 y 4300/4340 con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

se debe a que el índice incluye parte de $H\delta$ en los espectros de estrellas de secuencia principal (SP).

- **4172+78** TiIII+FeII; (Fig. 4.7-a). Útil como indicador de TE y uno de los que mejor separa la CL en estrellas A, F y G.
- **4227** Ca I; (Fig. 4.7-b). Muy útil como indicador de TE en estrellas tardías K y M
- **4227/4077** (Fig. 4.7-c). Se utiliza en ocasiones como criterio para determinar la CL en estrellas F2-K5, sin embargo; en nuestro caso no resulta muy útil, probablemente por la resolución de nuestros espectros.
- **4300** Banda G, (Fig. 4.8-a). Una de las líneas que permite determinar con mayor

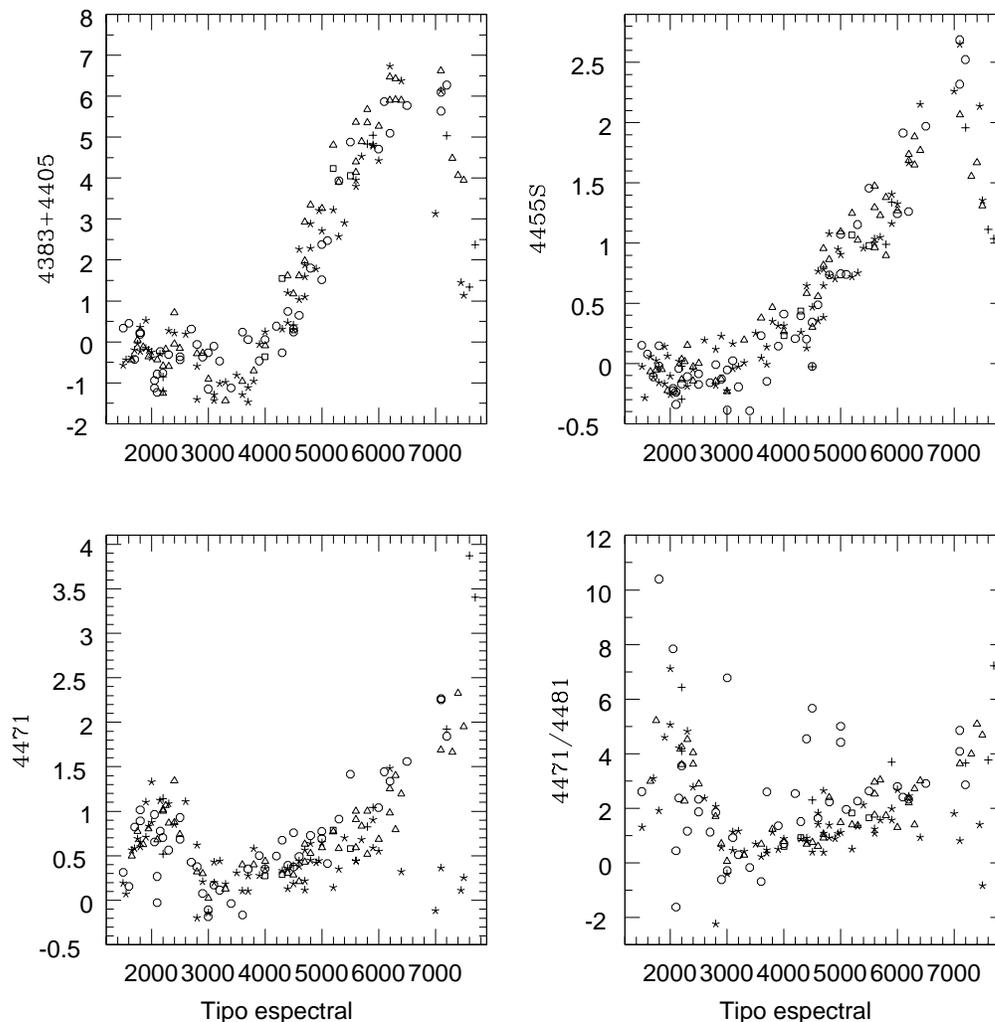


Figura 4.9: Comportamiento de los índices 4383+4405, 4455S, 4471 y 4471/4481 con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

precisión el TE desde estrellas A6 hasta estrellas K2.

- **4325** Línea en $\lambda 4325$ de FeI superpuesta a otras líneas también metálicas (Fig. 4.7-d). Indicador de temperatura en estrellas F tardías y G. Este índice parece depender fuertemente de la temperatura en estrellas A; de nuevo esto se debe a la contaminación por una línea de Balmer (en este caso $H\gamma$).
- **4340n** $H\gamma$ delgado; (Fig. 4.8-b). Útil en estrellas A en adelante. También útil en las más tempranas, especialmente para diferenciar CL, si se separan previamente los dos grupos.
- **4300/4340n** (Fig. 4.8-d). Este cociente es el más utilizado para determinar el TE en estrellas F2 a K.

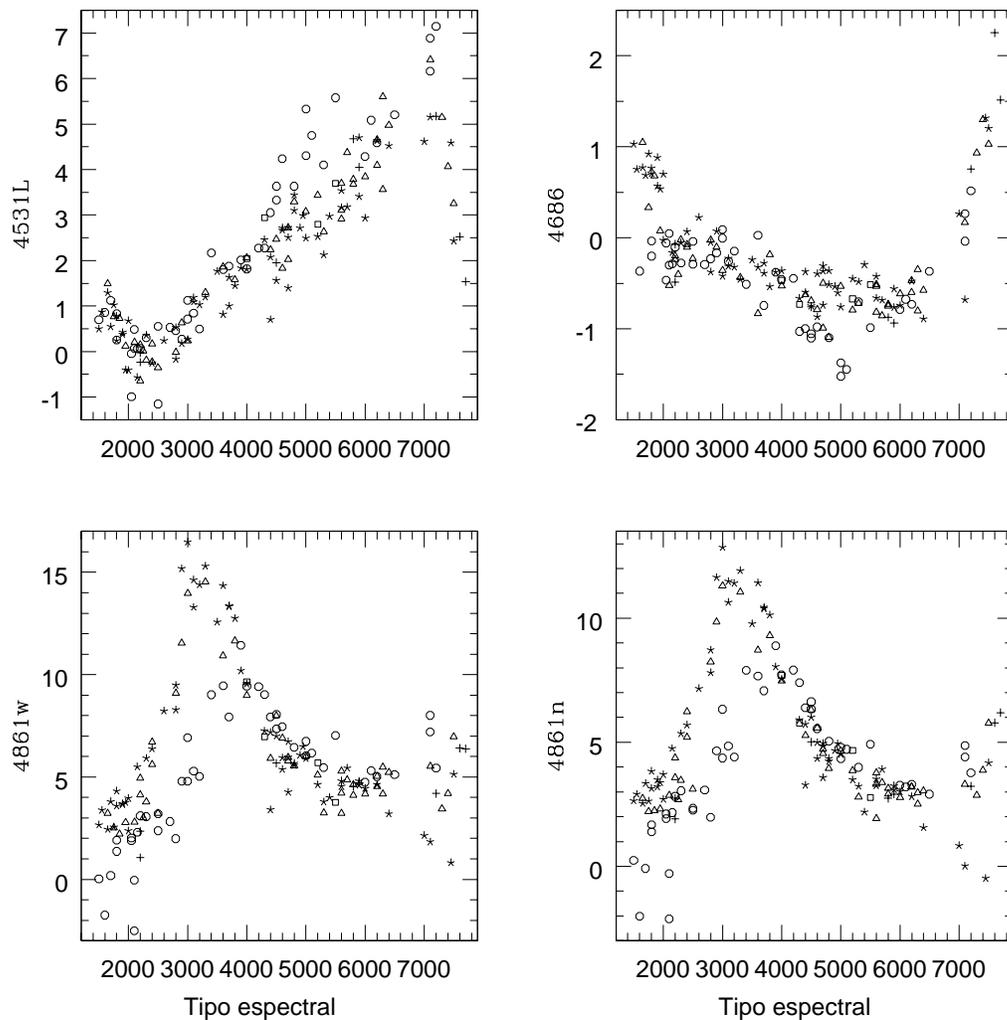


Figura 4.10: Comportamiento de los índices 4531L, 4686, 4861w y 4861n con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

- **4325/4340n** (Fig. 4.8-c). Este cociente determina con bastante precisión el TE en estrellas G y F tardías.
- **4383+4405** Líneas de Fe, (Fig. 4.9-a). Muy útiles en estrellas F y G para determinar el TE, con la ventaja de ser fácilmente detectables en nuestros espectros.
- **4455** Línea de Ca, (Fig. 4.9-b). Indicador de TE en estrellas F, G y K tempranas.
- **4471 He I** (Fig. 4.9-c). Indicador de temperatura en estrellas O y B. 4471/4541 es indicador del TE entre O3 y O9.5. En nuestro caso, la línea 4541 de HeII se mide con el índice 4531 en las O. En estrellas F y G este índice incluye líneas metálicas, de Fe principalmente. En las estrellas G es probable además que incluya el ala roja de la

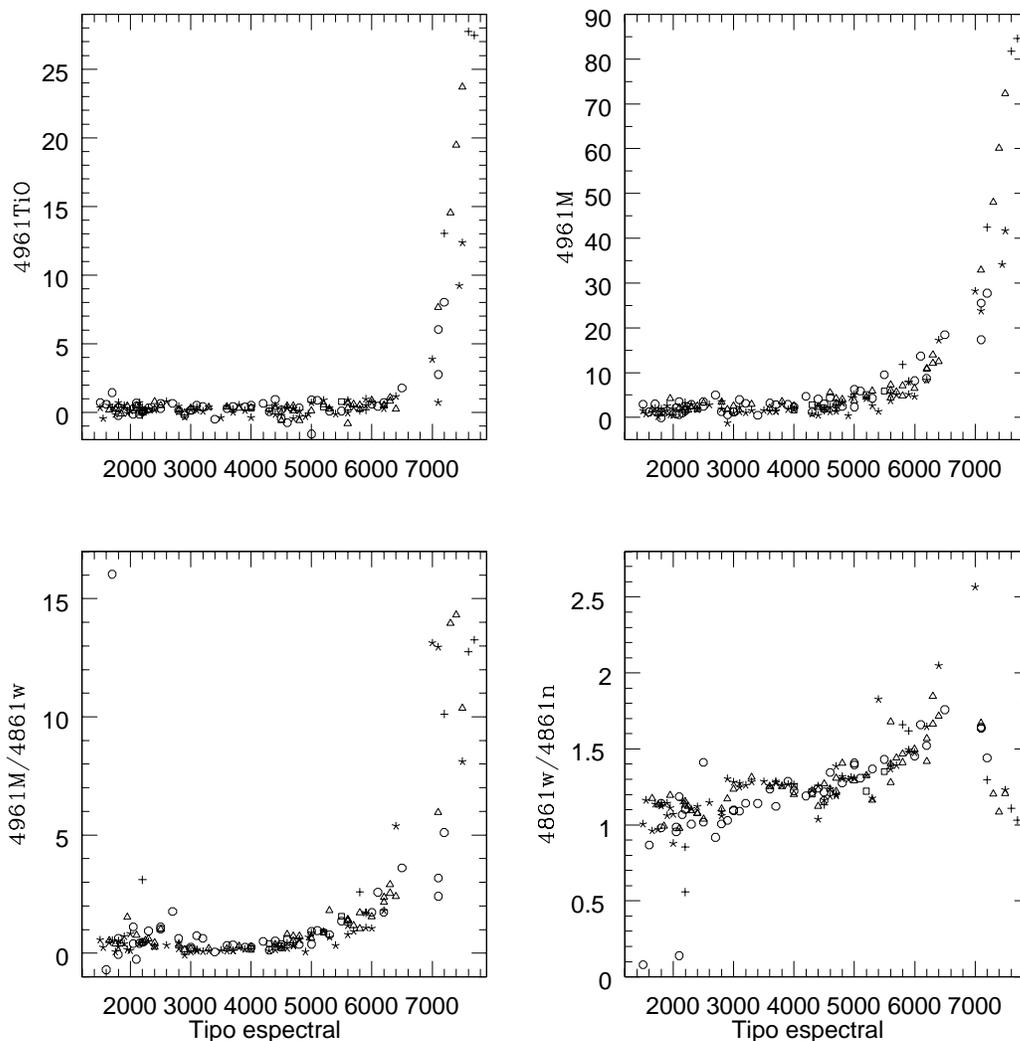


Figura 4.11: Comportamiento de los índices 4961TiO, 4961M, 4961M/4861w y 4861w/4861n con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

línea de Ca en 4455. Debido a ello se observa una dependencia con el TE y la CL en estrellas tardías.

- **4481 MgII** (Fig. 4.9-d). El cociente 4471/4481 se utiliza para determinar el TE en estrellas B.
- **4531L** índice de Lick, Fe I (Fig. 4.10-a). Útil en estrellas A, F y G como indicador del TE y en las más tardías que F5 también para luminosidad. En estrellas O mide 4541 de HeII.
- **4686 HeII** (Fig. 4.10-b). Determina el TE en estrellas O. Puede utilizarse el cociente 4471/4686, en vez de 4541 para determinar el subtipo espectral en estrellas O.

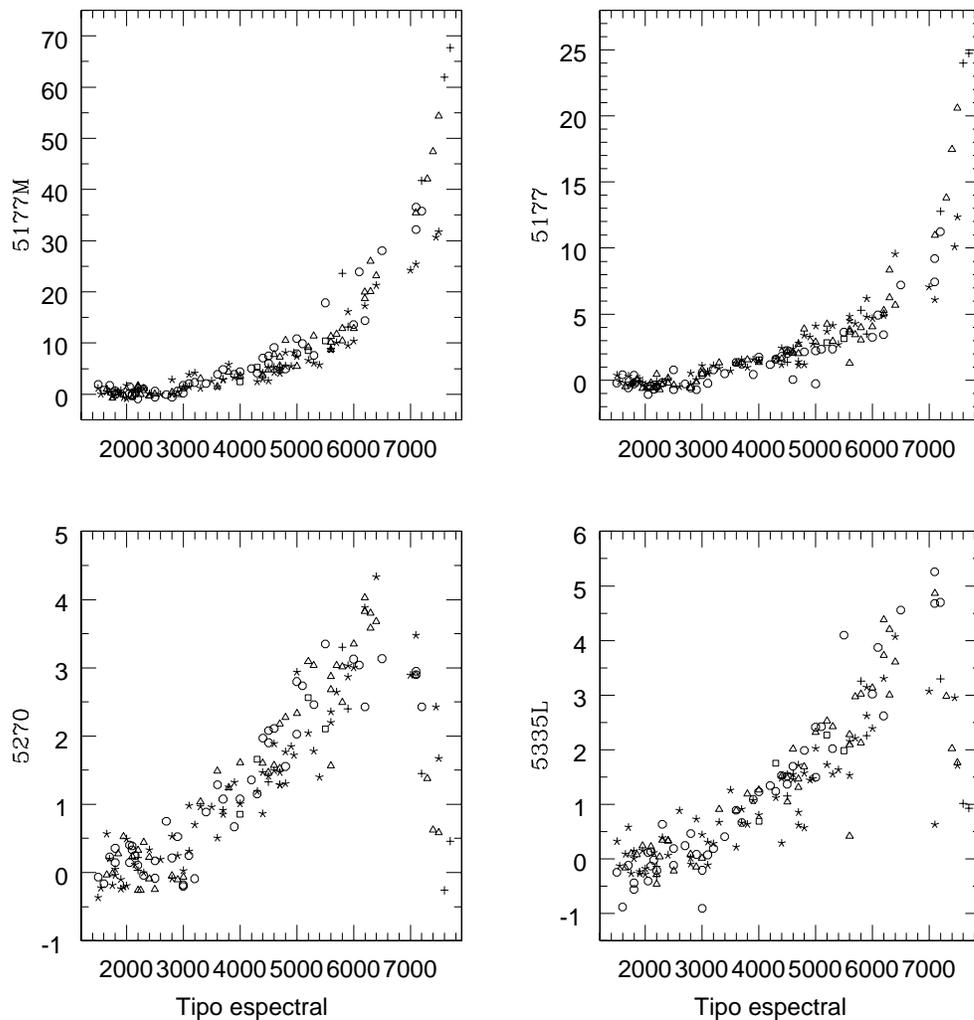


Figura 4.12: Comportamiento de los índices 5177M, 5177, 5270 y 5335L con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

- **4861w y 4861n** (Fig. 4.10-c y d). Para $H\beta$ definimos los dos índices, uno ancho (w) y otro delgado (n) para tratar de diferenciar la clase de luminosidad. El cociente (w/n) (Fig. 4.11-d) separa en luminosidad las estrellas B y A tempranas.
- **4961TiO** Banda de absorción de TiO (Fig. 4.11-a y b). Útil para clasificar las estrellas K tardías y M. Definimos dos índices, uno más ancho para incluir toda la banda que se observa en las estrellas M tardías.
- **5177 MgI** (Fig.4.12-a y b). Importante para determinar el TE en estrellas G tardías, K y M. El cociente 5177/4861 es útil también para separar gigantes y supergigantes en estrellas G y K tempranas. De nuevo se definen dos índices, uno más ancho que incluye también la banda en 5270 y con el mismo continuo utilizado para 4961M,

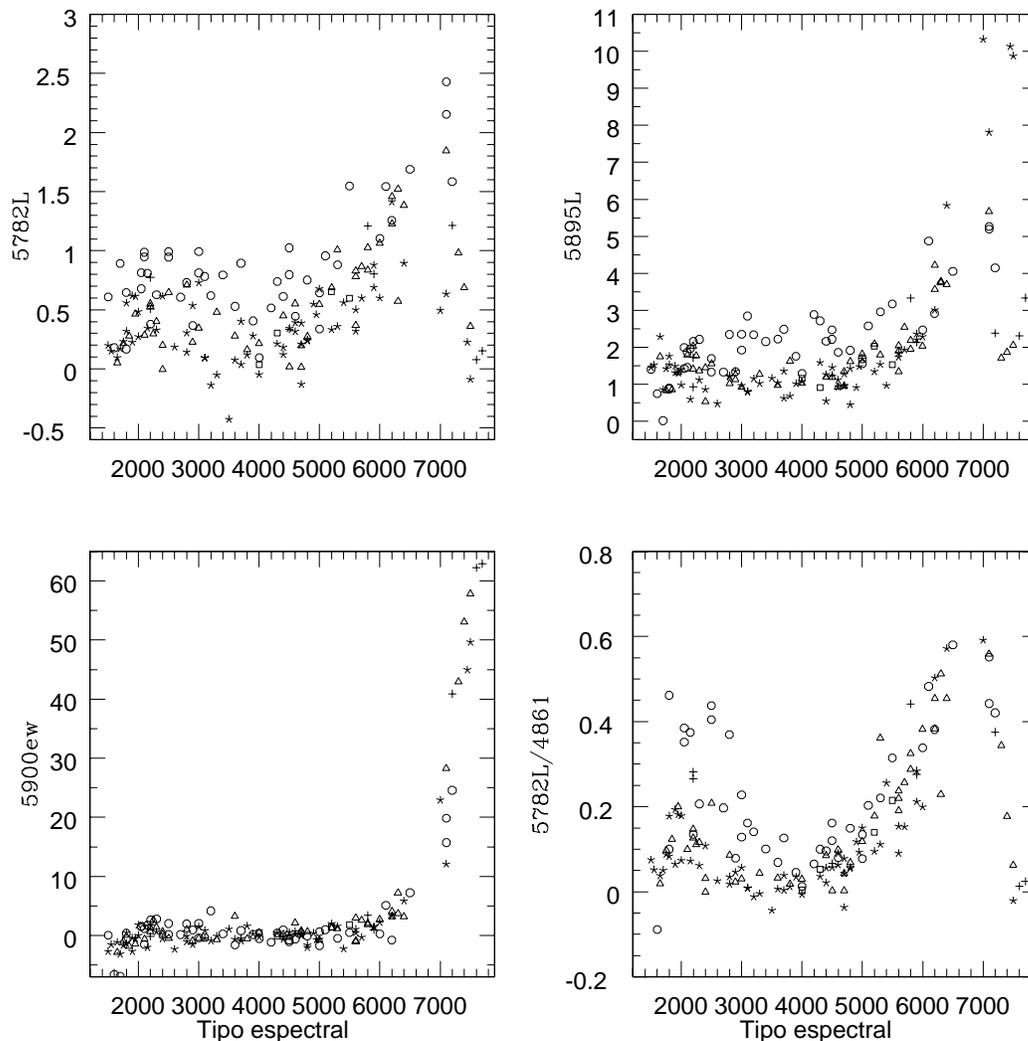


Figura 4.13: Comportamiento de los índices 5782L, 5895L, 5900ew y 5782L/4861 con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

pensado para utilizarse en estrellas M.

- **5270** FeI (blend); (Fig.4.12-c). Útil para determinar TE en estrellas A tardías, F, G y hasta K5. El cociente 5270/4861 es útil también para determinar el TE en estrellas F y G.
- **5335L** Fe (blend) (Fig.4.12-d). Índice de Lick, comportamiento similar a 5270 con el TE. Se observa una dispersión considerable.
- **5782L** líneas de Fe (Fig.4.13-a). Índice de Lick. En la figura 4.13-d observamos que puede ser útil para separar supergigantes, especialmente si se combina con $H\beta$.
- **5895L** 5890 NaI (Fig.4.13-b). Índice de Lick, útil para separar supergigantes en es-

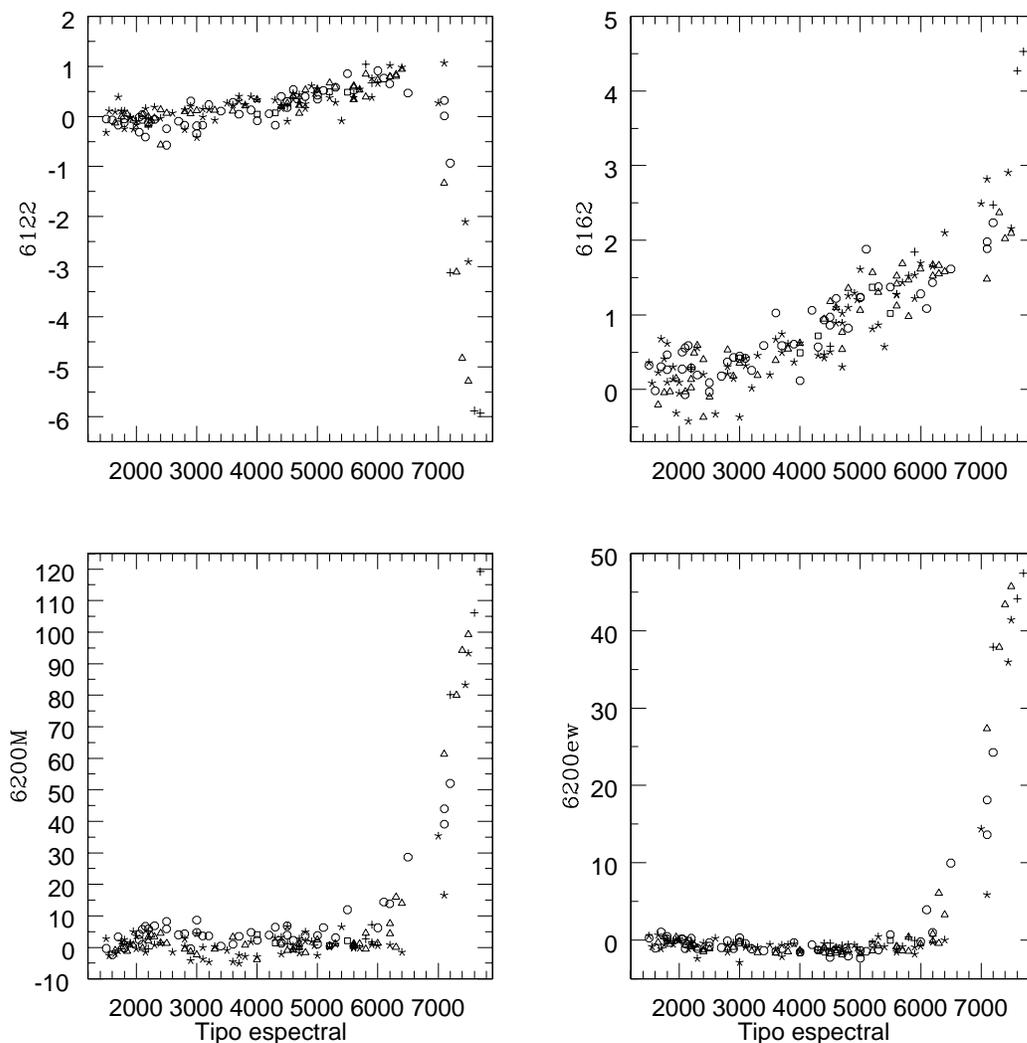


Figura 4.14: Comportamiento de los índices 6122, 6162, 6200M y 6200ew con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5

trellas A, F y G; sin embargo puede estar afectado por Na interestelar.

- **5900ew** Banda de TiO; (Fig.4.13-c). Útil para determinar el TE en estrellas K tardías y M.
- **6122** CaI (Fig.4.14-a). Útil para determinar TE y CL en estrellas K y M. El inusual comportamiento de este índice en las estrellas M se debe a que el intervalo donde se determina el continuo rojo queda dentro de la banda de 6200, la cual se vuelve muy prominente en las estrellas más tardías.
- **6162** CaI (Fig.4.14-b). Presenta ligera variación con la temperatura, puede ser útil para determinar el TE en estrellas K y M

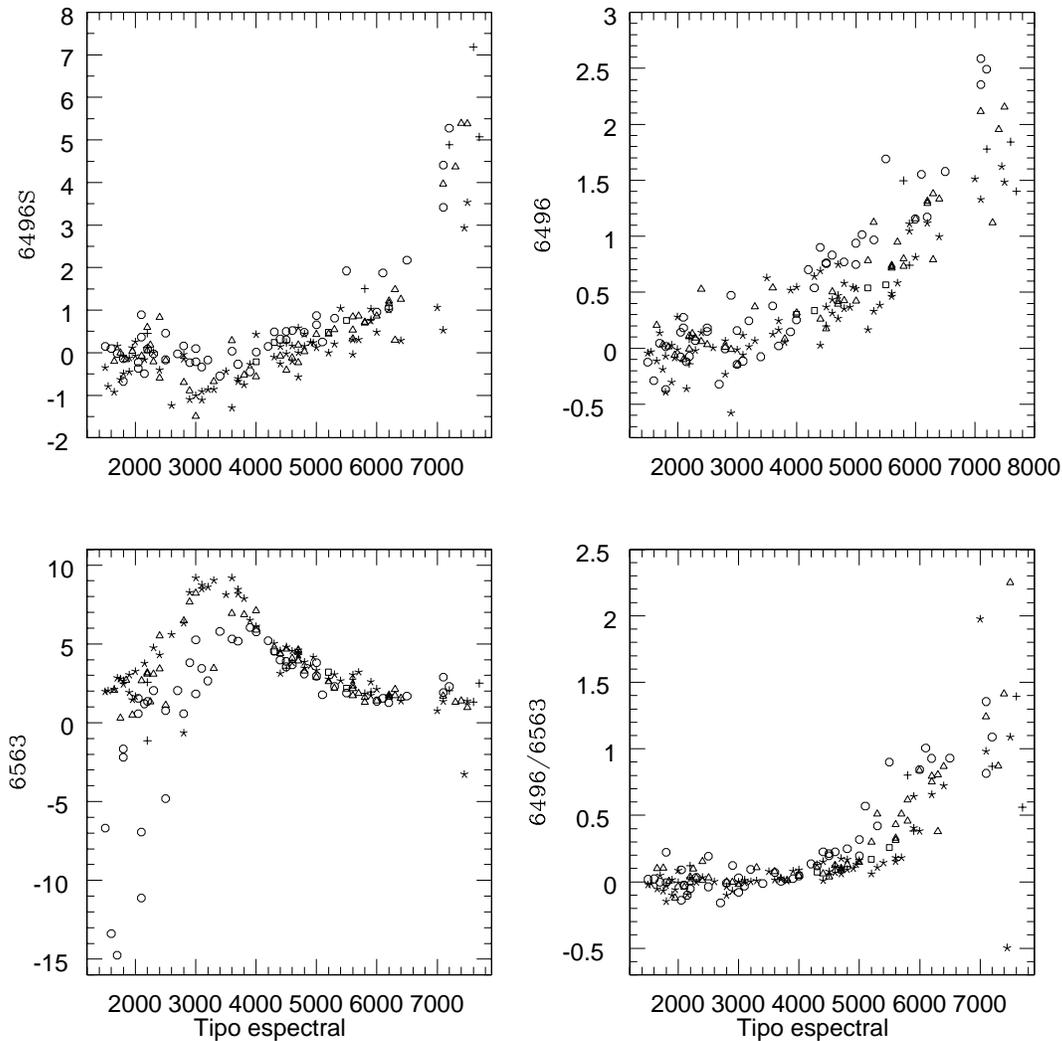


Figura 4.15: Comportamiento de los índices 6496S, 6496, 6563 y 6496/6563 con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5

- **6200M** banda de TiO en estrellas M (Fig. 4.14-c y d). Depende fuertemente de la temperatura, por lo que es un excelente indicador del TE en las estrellas M.
- **6496S** “blend” de líneas de FeI, BaII, CaI y MnI (Fig. 4.15-a y b). Puede ser útil en estrellas tardías pero no es muy confiable. El cociente con $H\alpha$ (Fig. 4.15-d) puede mejorar la determinación.
- **6563** $H\alpha$ (Fig.4.15-c). Separa las supergigantes O, B y A. Especialmente útil para detectar objetos con líneas de emisión pues es aquí donde la emisión es mas importante. Desafortunadamente en muchos casos la cobertura en λ de nuestros espectros no incluye esta línea.

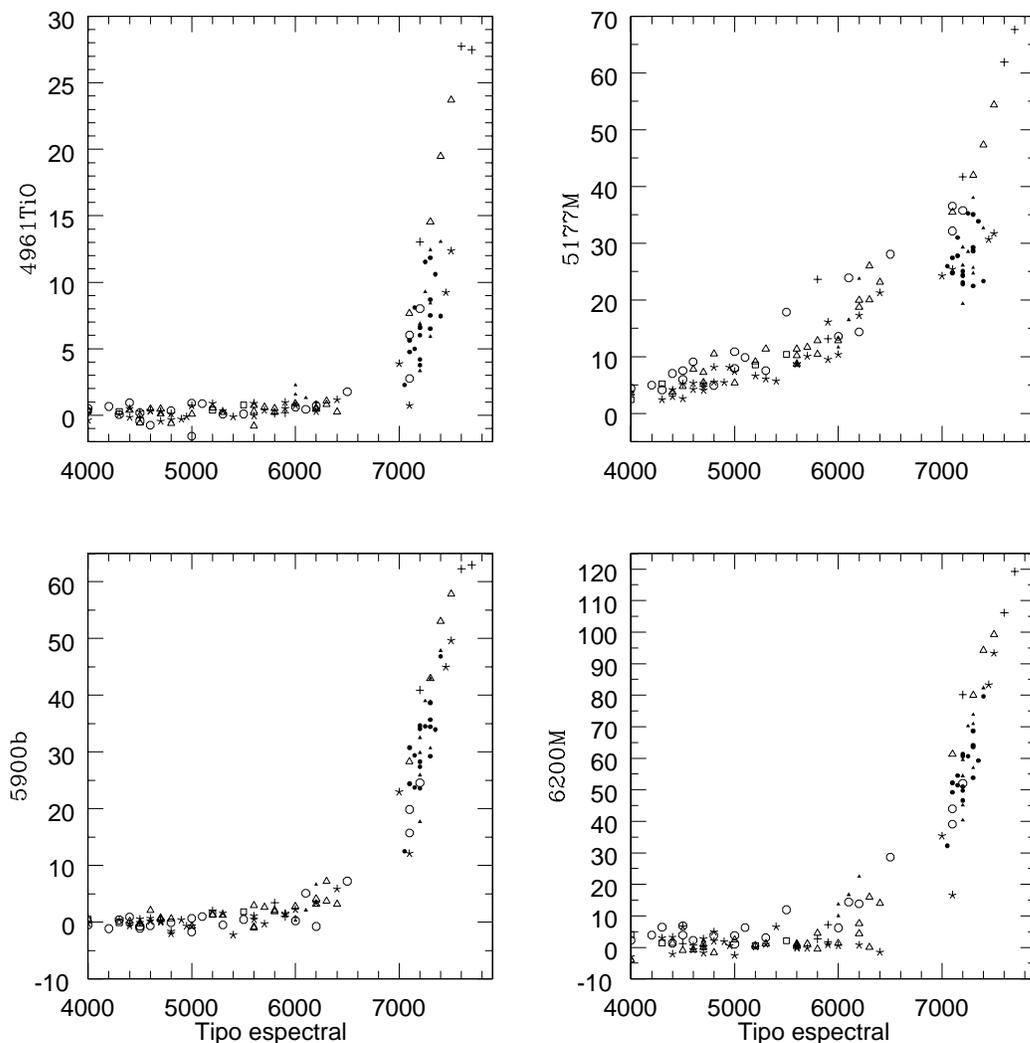


Figura 4.16: Comportamiento de los índices que presentan una mayor variación con el TE en las estrellas M: 4961, 5177, 5900 y 6200. En esta figura incluimos las estrellas M del catálogo de MOS (círculos y triángulos llenos pequeños). Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.5.

En la figura 4.16 mostramos los índices que mejor determinan el subtipo espectral de las estrellas M. En esta figura se incluyeron las estrellas del catálogo de MOS (gigantes y supergigantes M). Recordemos que fue necesario utilizar este catálogo para complementar el de Jacoby y poder obtener un catálogo de entrenamiento con suficientes estrellas de este tipo (subsección 3.2.3). Como podemos ver, los cuatro índices muestran una fuerte dependencia con el TE y, tanto las estrellas del catálogo de Jacoby como las de MOS, siguen la misma dependencia.

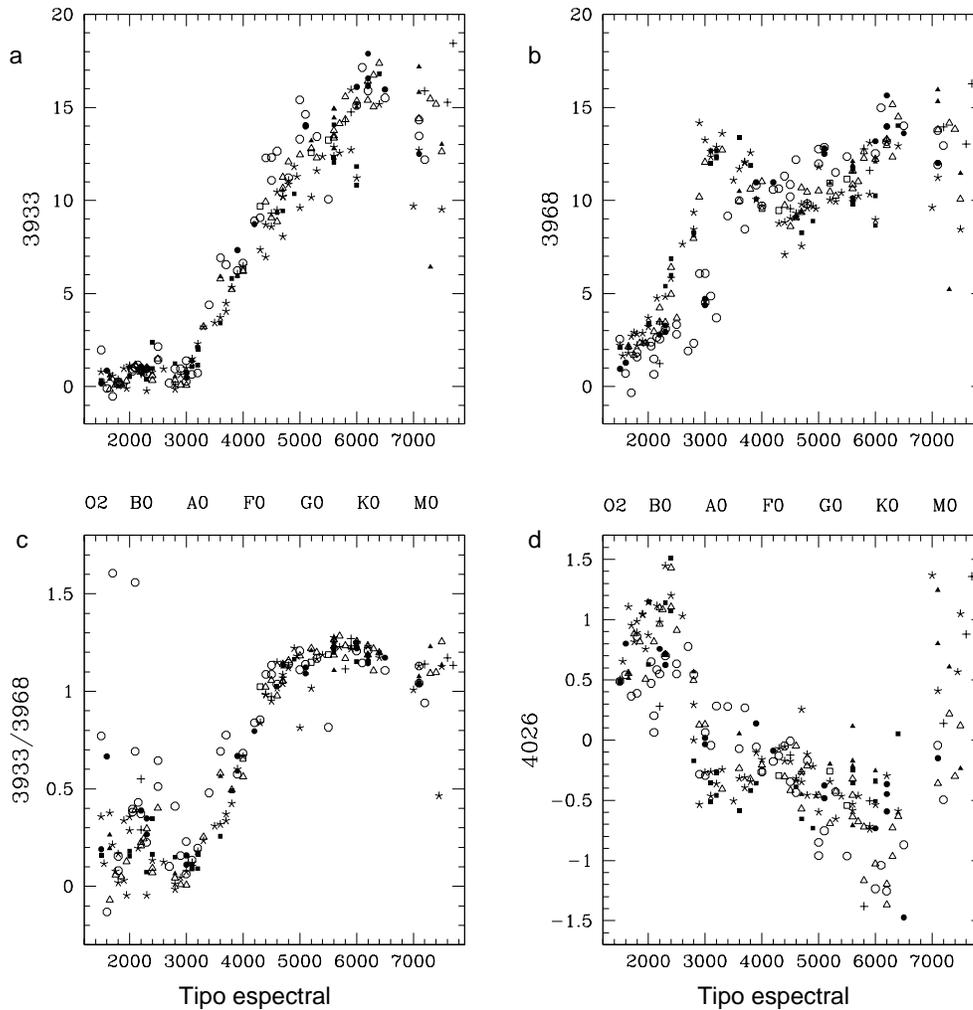


Figura 4.17: Valores de los índices 3933, 3968, 3933/3968 y 4026 (definidos en la tabla 4.1) medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Para facilitar la comparación los situamos sobre los gráficos correspondientes de la figura 4.5. Los símbolos que utilizamos para diferenciar en estos objetos las clases de luminosidad I, III y V son: ●, ▲ y ■, respectivamente.

4.3.2. Cálculo de los índices en las estrellas de referencia observadas en el WHT

Treinta y una estrellas del catálogo de Jacoby fueron observadas en el WHT utilizando la misma instrumentación que la usada para obtener los espectros de las estrellas del proyecto (Tabla 2.3). Para comprobar la validez de los índices definidos anteriormente y analizar si existe alguna dependencia con la instrumentación utilizada, se realizó la medición de dichos índices en los espectros de estas estrellas de referencia. El resultado de esta medición lo graficamos sobre los diagramas presentados en la sección anterior para facilitar la comparación y el análisis (figuras 4.17 a 4.27)

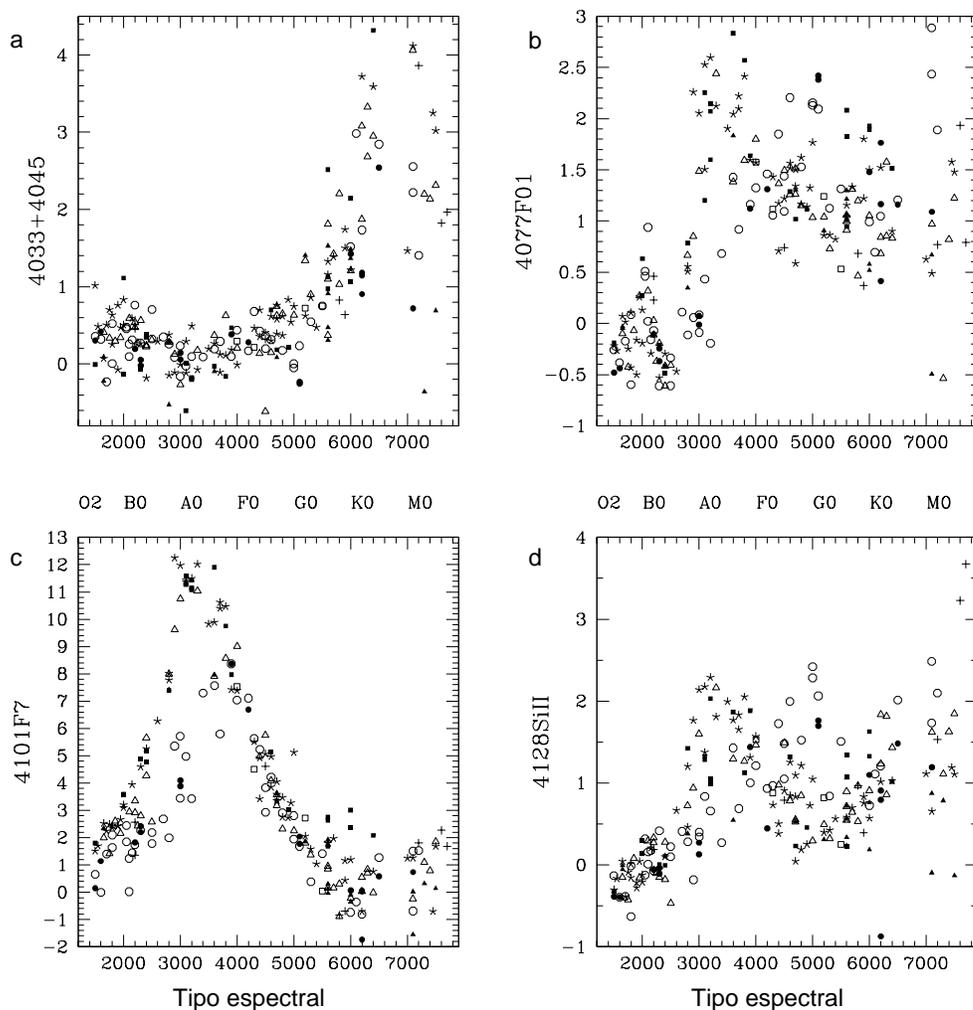


Figura 4.18: Valores de los índices 4033+4045, 4077F01, 4101F7 y 4128SiII, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Los símbolos son los mismos que en la figura 4.17.

Como podemos observar en estas figuras, el valor de los índices medidos en nuestros espectros concuerda con los valores obtenidos en los espectros de Jacoby. La concordancia debe valorarse especialmente en los rangos de tipos espectrales donde serán utilizados cada uno de los índices.

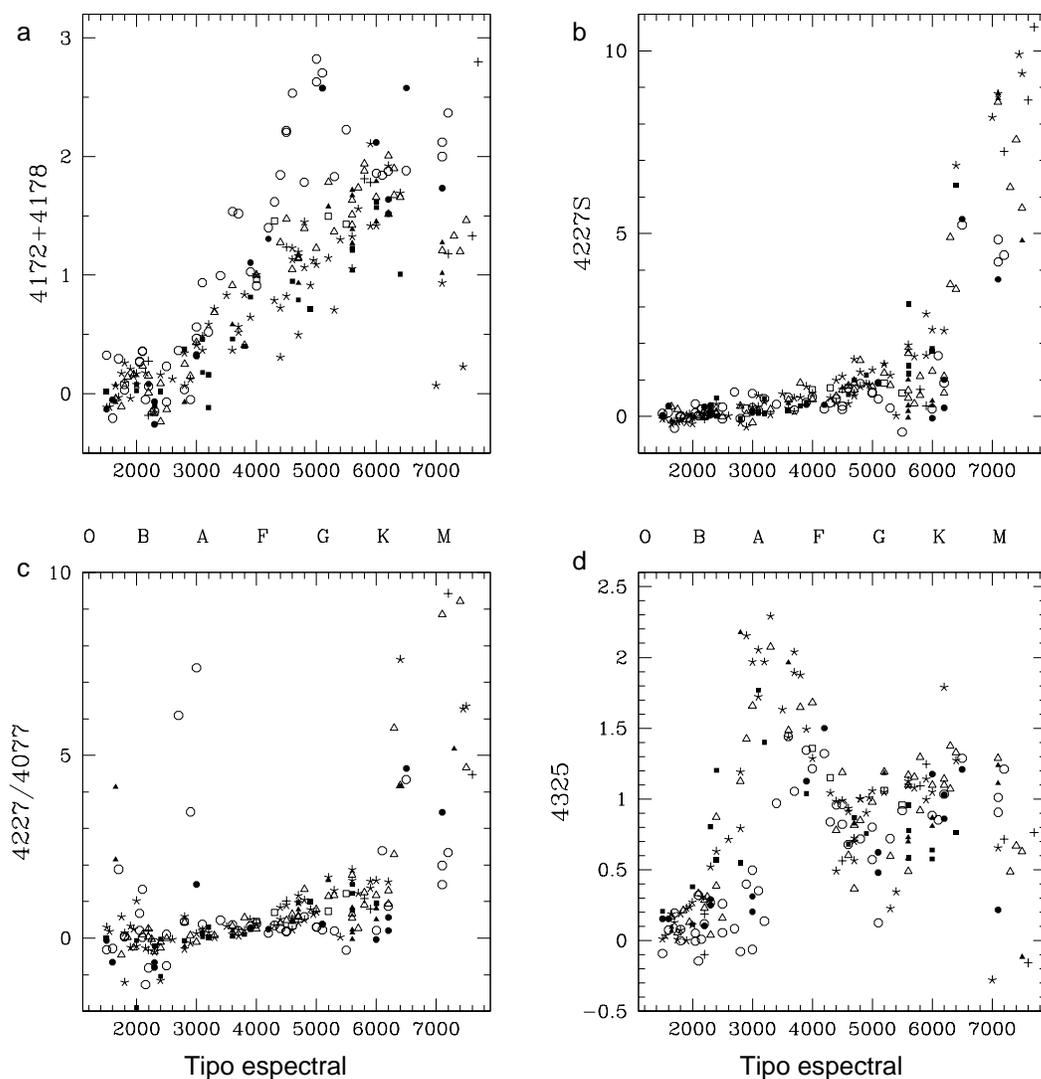


Figura 4.19: Valores de los índices 4172+4178, 4227S, 4227/4077 y 4325, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

4.4. Conclusiones

La clara dependencia de todas estas líneas con el tipo espectral es la base del sistema de clasificación MK; sin embargo la forma en que se presenta normalmente esta dependencia en la literatura, complica su visualización y no nos permite evaluarla cuantitativamente. Los gráficos de las figuras 4.5 a 4.15 facilitan enormemente la apreciación de dicha relación y nos permitirán realizar en un futuro una clasificación cuantitativa en base a estos índices.

A partir del análisis de los espectros del catálogo de Jacoby y de MOS (degradados a la resolución de nuestros espectros); de las medidas en ellos de los índices que definimos en la tabla 4.1 y del estudio de la dependencia con el tipo espectral y clase de luminosidad

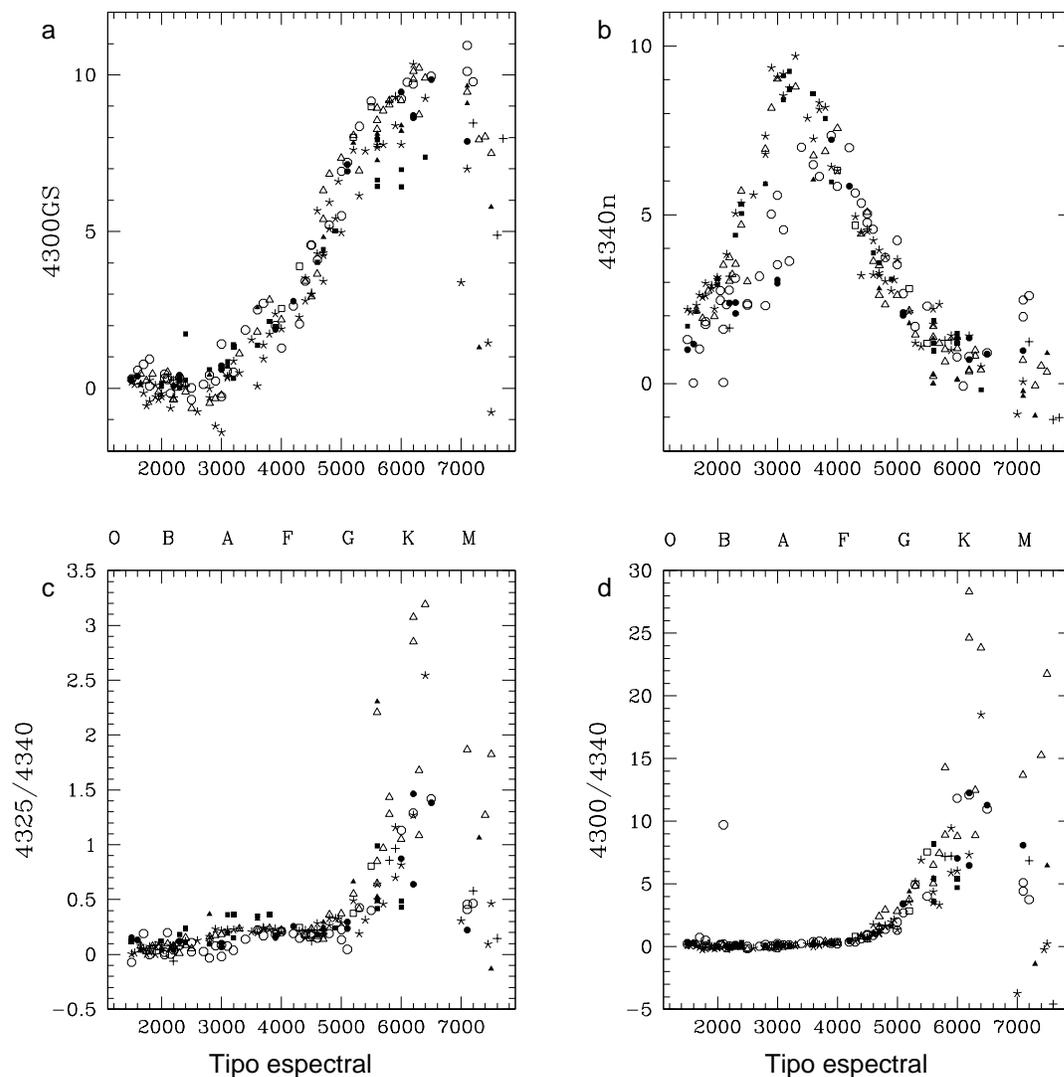


Figura 4.20: Valores de los índices 4300GS, 4340n, 4325/4340 y 4300/4340, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

mostrada en los gráficos anteriores, podemos concluir que:

1) Los índices que mejor determinan el tipo espectral en estrellas O, B y A son: las líneas de Balmer; $\lambda\lambda 4471$ y 4921 de HeI y $\lambda 4686$ de HeII en las O y las líneas H y K de Ca en las estrellas A. La clase de luminosidad queda mejor determinada por el ancho de las líneas de Balmer.

2) En las estrellas con tipo espectral F, G y K, las líneas que determinan el TE en forma más precisa son: la banda G $\lambda 4300$; $4383+4405$ de Fe; $\lambda 4455$ de Ca y las líneas de Balmer. La CL queda mejor determinada por las líneas $\lambda 4531$ y $\lambda 5268$ de Fe y por el índice de Lick $\lambda 5895$ de NaI.

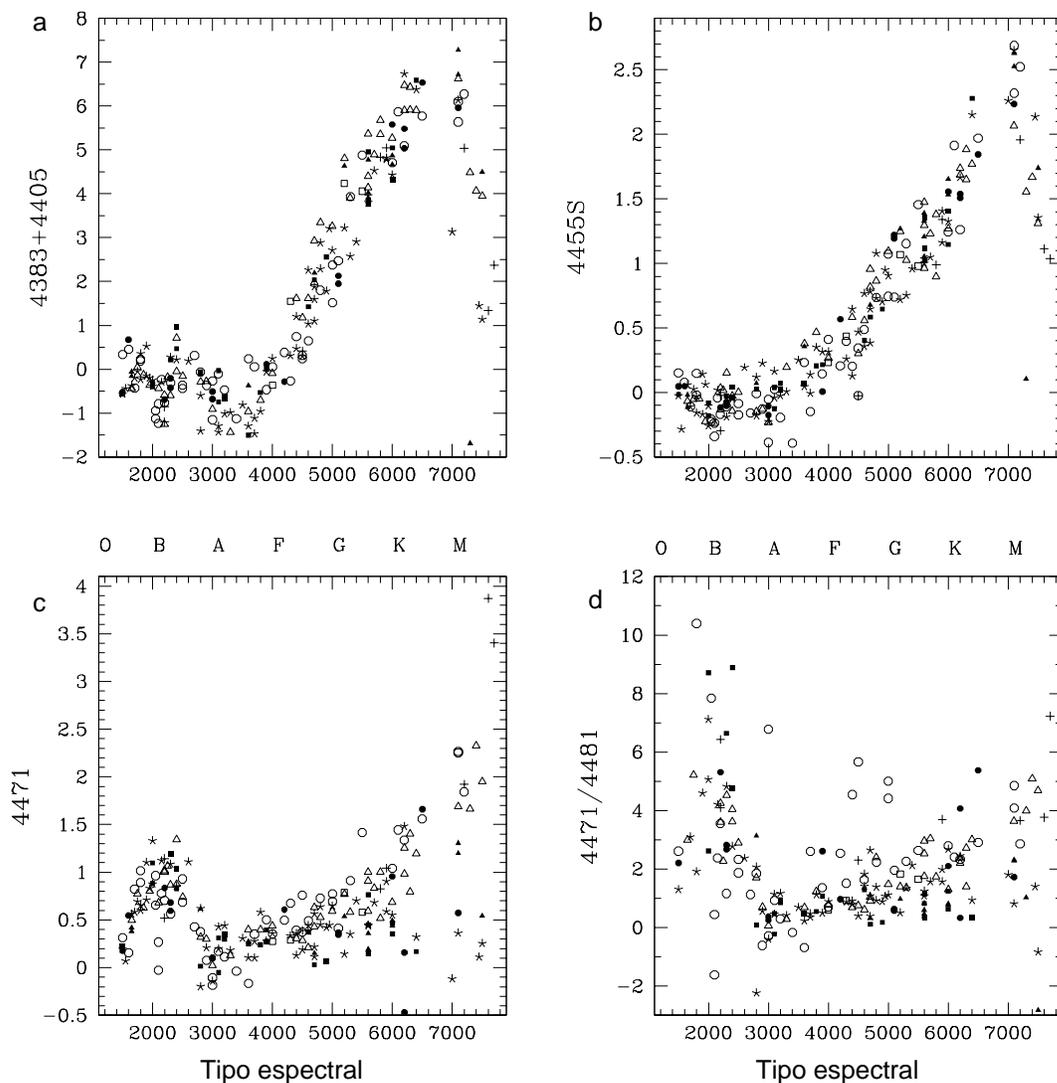


Figura 4.21: Valores de los índices 4383+4405, 4455S, 4471 y 4471/4481, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

3) En las estrellas M, los índices con los que es posible determinar el TE con mayor precisión son los correspondientes a las bandas de TiO en 4961, 5170 y 6200. Para la CL son más útiles las líneas $\lambda 4227$ de Ca y $\lambda 5170$ de MgI.

Al observar las figuras correspondientes a las líneas de Balmer (figuras 4.6c, 4.8b, 4.10c,d y 4.15c) nos damos cuenta de la degeneración que existe en los valores de estos índices respecto al TE, es decir, la relación entre el valor del índice y el TE no es biunívoca. Por tanto, para poder utilizar las líneas de Balmer como indicadores de TE y CL, es necesario separar las estrellas tempranas (O, B y A) del resto. Lo mismo sucede para las estrellas tardías y algunos índices asociados a líneas metálicas como $\lambda 4383+4405$, $\lambda 4455$ de CaI y

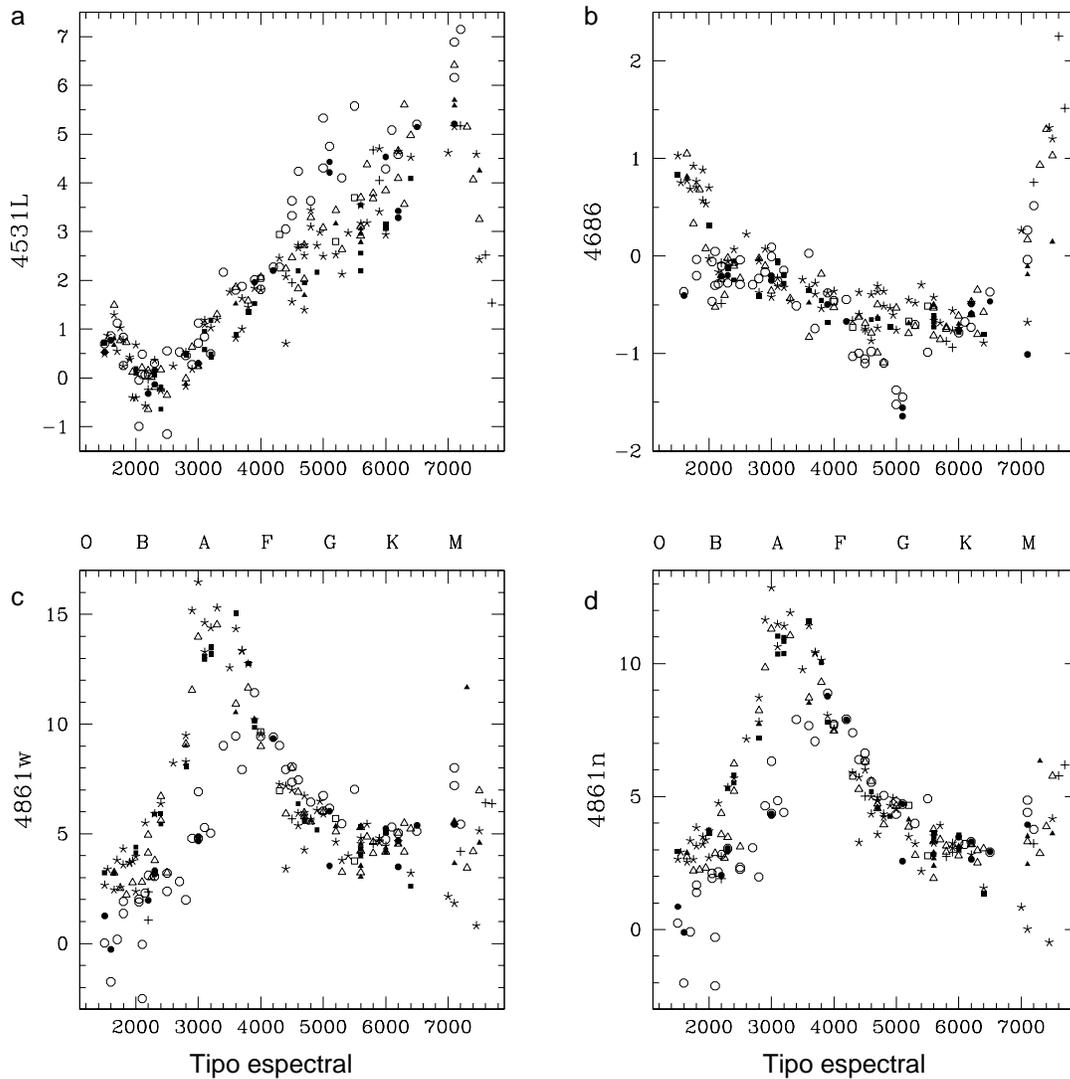


Figura 4.22: Valores de los índices 4531L, 4686, 4861w y 4861n, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

$\lambda 5270$ de FeI. Debido a esto, la primer etapa de clasificación con redes, se diseñó para separar inicialmente el conjunto de estrellas a clasificar en tres grupos: estrellas tempranas, intermedias y tardías.

La concordancia de los valores de los índices medidos en los espectros observados por nosotros con los índices de los espectros de Jacoby nos asegura su validez para utilizarlos como instrumentos de clasificación, siempre y cuando las características de los espectros a clasificar, en cuanto a resolución, cobertura espectral y condiciones de normalización, sean las mismas.

En particular, y dado que nuestros espectros no están calibrados en flujo, la concordancia

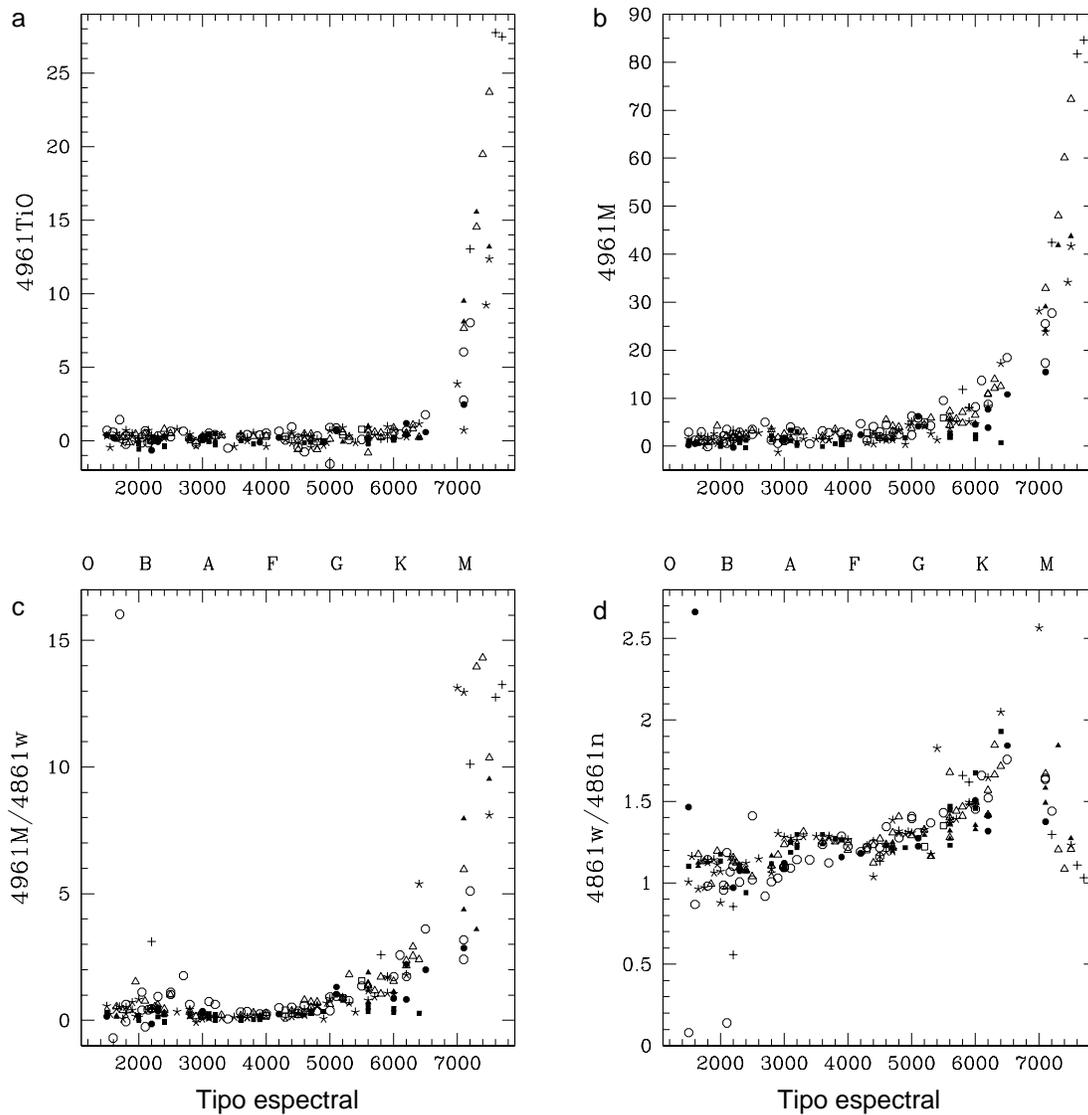


Figura 4.23: Valores de los índices 4961, 4961M, 4961M/4861w y 4861w/4861n, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

con los índices medidos en los espectros calibrados de Jacoby demuestra que los índices así definidos no dependen de la instrumentación utilizada. Esto es una gran ventaja si comparamos con los sistemas de clasificación tradicional y nos permite aplicar estos índices a otras bases de datos, ya sea para utilizarlas como catálogos de referencia o para realizar su clasificación. Teniendo esto en mente y observando los gráficos presentados, deducimos que es posible realizar una calibración cuantitativa de las líneas espectrales ajustando polinomios de orden bajo a las regiones de clara dependencia con la luminosidad o el tipo espectral. Tal calibración representará un método de clasificación cuantitativa más general y homogénea.

Como trabajo futuro quedaría el incluir un mayor número de espectros, distribuidos en

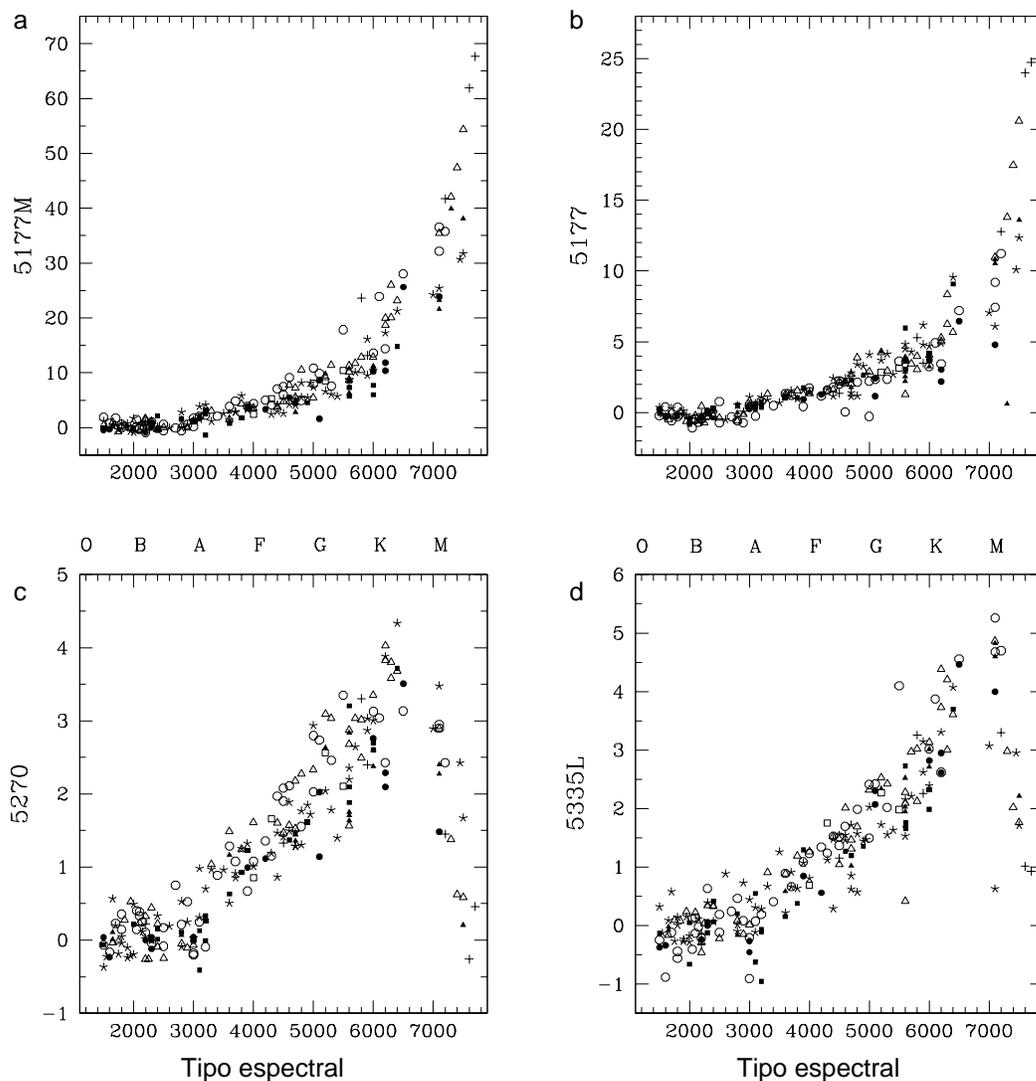


Figura 4.24: Valores de los índices 5177M, 5177, 5270 y 5335L, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

todos los tipos espectrales y clases de luminosidad, como podría ser alguno de los catálogos más recientes: STELIB de LeBorgne et al. (2003), con 249 espectros estelares, una resolución de 3 \AA y una cobertura espectral de 3200 a 9500 \AA , o la librería INDO-US de Valdés et al. (2004) con 1273 espectros estelares con resolución FWHM del orden de 1 \AA y una cobertura espectral de 3460 a 9460 \AA .

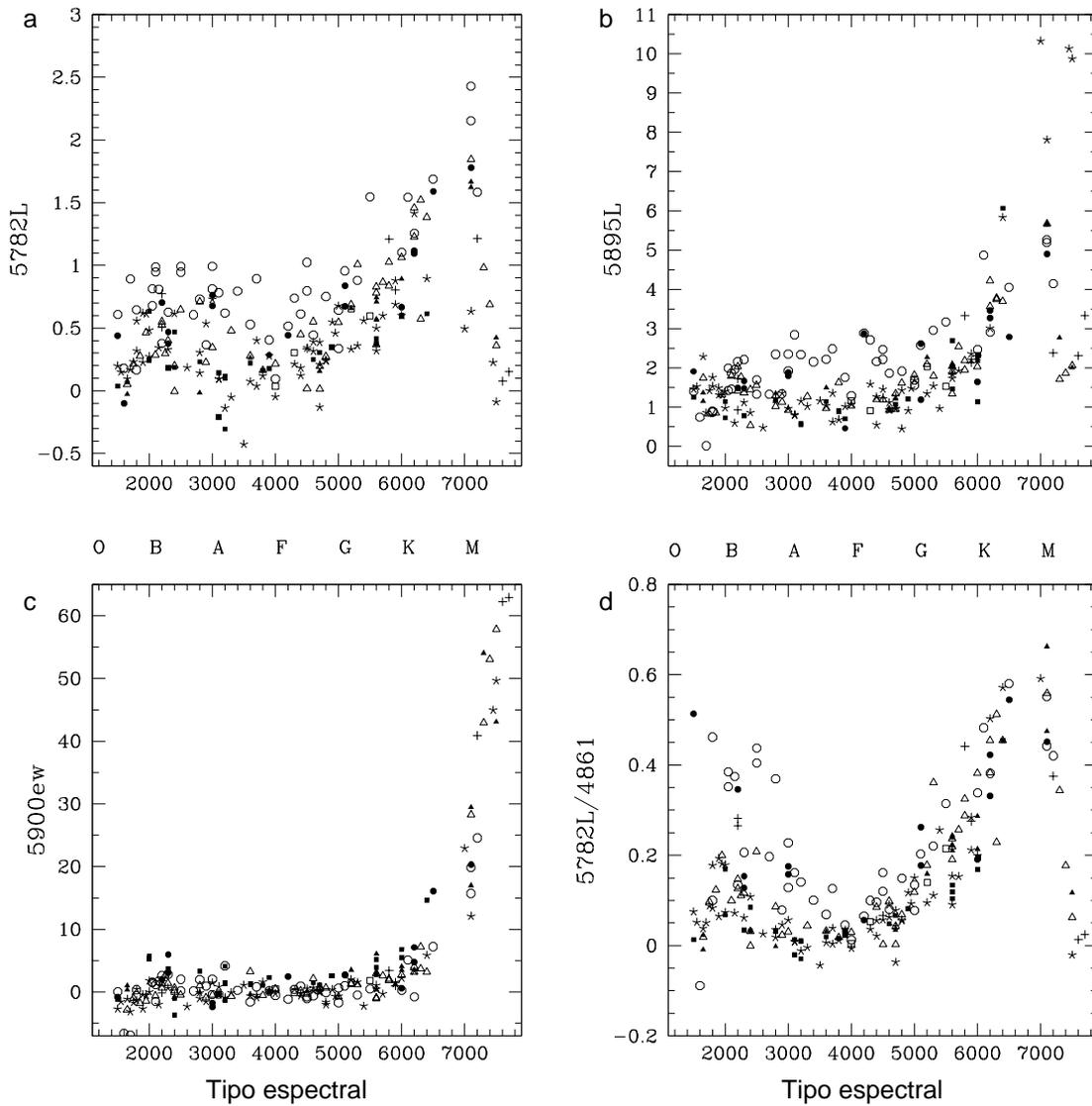


Figura 4.25: Valores de los índices 5782, 5895L, 5900ew y 5782L/4861, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

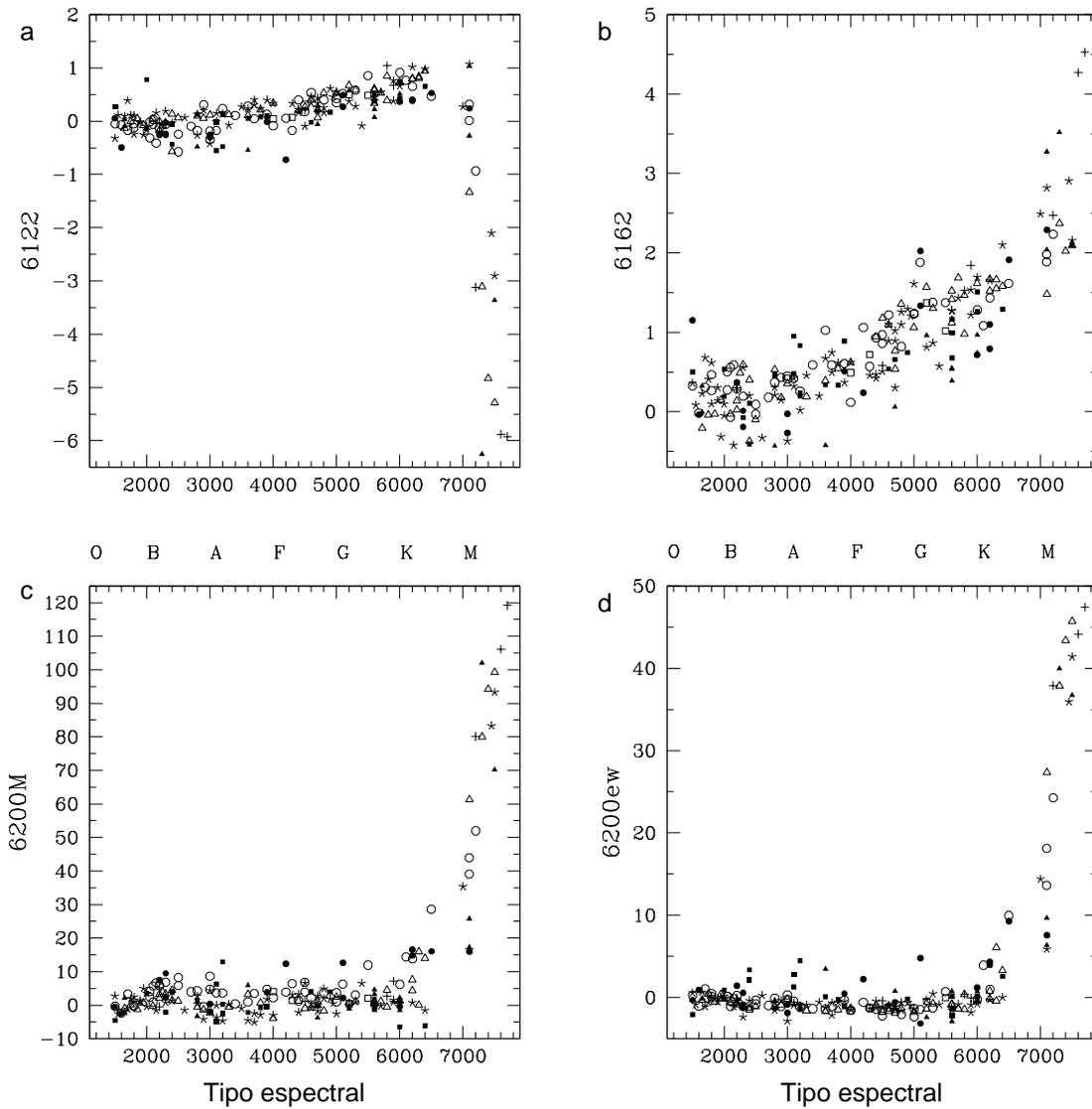


Figura 4.26: Valores de los índices 6122, 6162, 6200M y 6200ew, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

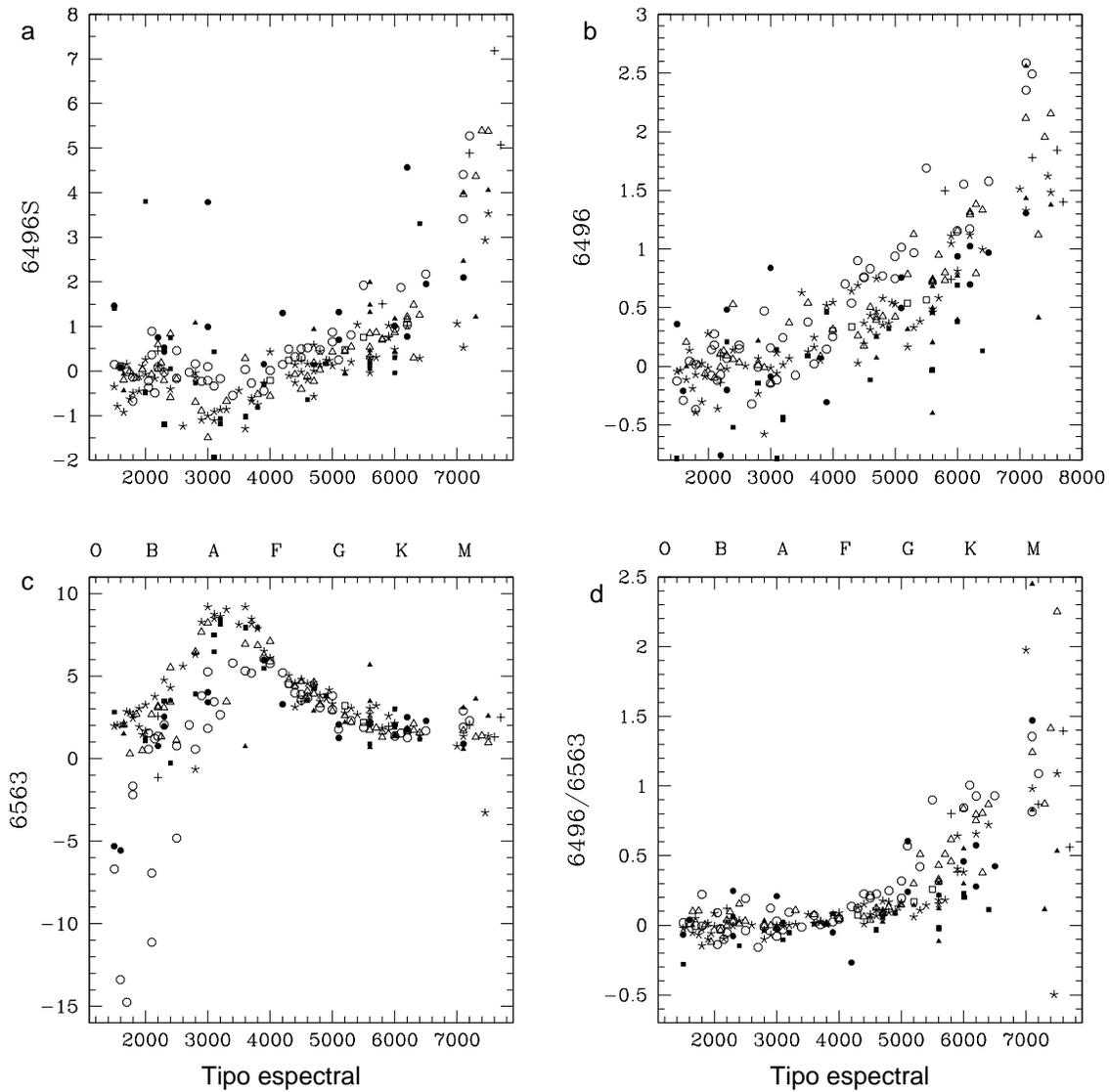


Figura 4.27: Valores de los índices 6496S, 6496, 6563 y 6496/6563, medidos en los espectros de las estrellas de Jacoby observadas en el WHT. Se utilizan los mismos símbolos que en la figura 4.17.

5

Clasificación espectral automática utilizando redes neuronales

Una vez elegidos los parámetros de entrada para la red neuronal, es decir los índices espectrales definidos en el capítulo anterior y habiendo construido ya el catálogo de entrenamiento, sólo nos falta determinar la arquitectura y tipo de red neuronal que utilizaremos para realizar la clasificación automática.

En este capítulo describiremos el programa de red neuronal en que nos basamos para desarrollar nuestro sistema de clasificación espectral automática, analizaremos el potencial de la red utilizando diversas arquitecturas y describiremos el sistema de clasificación que se desarrolló, así como los resultados que se obtuvieron.

Realizaremos también un análisis detallado del error de la clasificación y su dependencia con la arquitectura de la red, con las características del catálogo de entrenamiento y con el cociente señal a ruido de los espectros a clasificar.

5.1. Implementación de la red neuronal.

En el capítulo 3 se describió el tipo de red neuronal y entrenamiento que sería más adecuado utilizar para la clasificación espectral: una red neuronal supervisada. El programa de red neuronal que utilizamos fue STATNET¹ desarrollado por Bailer-Jones (1996) para realizar clasificación automática de espectros obtenidos con prisma objetivo.

STATNET es una Red Neuronal supervisada cuyo entrenamiento se realiza por retro-propagación. La función de transferencia que utiliza es la tangente hiperbólica (ver sección 3.2.3.2) e incluye la posibilidad de elegir diversos pesos para los parámetros de salida. La mayor ventaja de esta red es que permite entrenar un grupo o “*committee*” de redes neuronales, todas con la misma arquitectura y parámetros de entrada, pero con diferentes pesos iniciales. De esta manera es posible obtener una medida de la precisión intrínseca de la red, comparando el resultado de la clasificación de las diferentes redes en este comité.

¹<http://www.mpia-hd.mpg.de/homes/calj/statnet.html>

Sus principales características son las siguientes:

- Posibilidad de entrenar un comité de redes; como ya dijimos, esto constituye su mayor ventaja.
- Posibilidad de ajustar la arquitectura de la red con una o dos capas ocultas.
- Posibilidad de elegir los parámetros de entrada y salida a utilizar, es decir es posible utilizar sólo un subconjunto de ellos.
- Posibilidad de escalamiento de los parámetros de entrada y de salida por la varianza o por el promedio.
- Como en todas las redes neuronales, la posibilidad de manejar y subsanar el efecto de “huecos” en el catálogo de entrenamiento, es decir, no es imprescindible contar con ejemplos de todos los tipos espectrales y clases de luminosidad en el catálogo de entrenamiento.
- Posibilidad de ajustar la tasa de decaimiento de los pesos.
- Posibilidad de fijar un límite inferior en el error de entrenamiento para detener el proceso de iteración si se llega a él antes de finalizar el número de iteraciones preestablecidas.
- Posibilidad de obtener el nivel de precisión (error) de cada uno de los parámetros de salida.
- Determinación del error RMS, externo e interno al comité de redes, cuando éstas se aplican. Como veremos más adelante, el error interno del comité de redes será de gran utilidad.

La identificación de los archivos con los parámetros de entrada (catálogo de entrenamiento y de aplicación), la arquitectura de la red y otras especificaciones que es necesario ajustar, se incluyen en un archivo de entrada a la red. En la tabla 5.1 se detalla el formato de este archivo y las cantidades que es necesario especificar.

En las siguientes subsecciones (5.1.1 a 5.1.4) describimos las diferentes etapas y características de STATNET. Su inclusión en esta sección será de utilidad para el lector interesado, sin embargo no son imprescindibles para la comprensión de las secciones siguientes. Una explicación más detallada del contenido y formato de los archivos de entrada y salida, así como referencias a los algoritmos utilizados, se encuentra en el manual en línea de STATNET (Bailer-Jones, 2000).

5.1.1. Archivos de entrada

Los archivos de entrada de la red (DAT) son:

- | | |
|--|---|
| el archivo con el catálogo de entrenamiento: | training data file (trainfile.in) |
| el archivo con el catálogo de aplicación: | application data file (appfile.in) |
| el archivo con todas las especificaciones: | red5a.0750.spec en el ejemplo. |

Tabla 5.1: Ejemplo del contenido de un archivo de especificaciones para STATNET, donde se definen los parámetros de entrada y salida, la arquitectura de la red y las especificaciones para el entrenamiento.

STATNET spec file	Parámetro	Comentarios
# Any line preceded by '#' will be ignored		
verbosity level (0/1/2/3/4)	2	
train network? (yes/no)	yes	permite entrenar la red, o bien
apply network? (yes/no)	yes	sólo aplicarla
##### Data #####		ESPECIFICACIONES DE LOS DATOS.
DAT:training data file	trainfile.in	catálogo de entrenamiento (.in)
DAT:application data file	appfile.in	catálogo para aplicación (.in)
DAT:number of inputs in data file (X)	20	número total de entradas
DAT:number of input ranges	2	Num. de intervalos del cat. de ent.
DAT:INRANGE	3 8	Primer intervalo
DAT:INRANGE	12 18	Segundo intervalo
DAT:number of outputs in data file (Y)	2	Num. total de parámetros de salida
DAT:number of output ranges	1	Num, intervalos de salida
DAT:OTRANGE	1 1	Primer intervalo salida
DAT:number of patterns to exclude	0	Num de elementos a excluir
# m0.5:2.0:2.0:8750		Primer elemento a excluir
##### Network Architecture #####		ARQUITECTURA DE LA RED.
NET:number of networks in committee (N)	5	número de redes en el comité
NET:size of first hidden layer (H)	50	num. de nodos en la 1er capa
NET:size of second hidden layer (V)	50	num. de nodos en la 2a. capa
# NET:input weight file	red5a.0725.wt	Archivo de entrada con pesos (.wt)
NET:data scaling (none/var/maxmin/netsize)	var	Tipo de escalamiento
NET:number of outputs to log	0	Num. de salidas con logaritmo
# NET:TAKELOG	3	1er. salida con logaritmo
##### Training #####		ESPECIFICACIONES PARA EL ENTRENAMIENTO
TRN:output weight file	red5a.0750.wt	Archivo de salida para pesos (.wt)
TRN:error file	red5a.0750.err	Archivo de salida para errores (.err)
TRN:form of weight init (uniform/gaussian)	uniform	Peso inicial
TRN:initial weight range	0.1	Rango de pesos iniciales (-i a +i)
TRN:random number seed	2352375196	Semilla para números aleatorios
TRN:optimization method (grd/macopt)	macopt	Método de optimización
TRN:update method (svu/rsu/batch)	batch	
TRN:weight decay (none/default/list)	none	Decaimiento de los pesos (alpha)
# TRN:alpha XH	0.01	Entre la entrada y 1a. capa
# TRN:alpha bH	0.01	Entre bias de entrada y 1a. capa
# TRN:alpha HV	0.01	Entre 1a. y 2a. capas ocultas
# TRN:alpha VY	0.01	Entre la 2a. capa oculta y la salida
# NB beta refers to the scaled state variable.		Peso de los parámetros de salida
TRN:use beta parameters? (none/default/list)	list	(parámetros beta)
TRN:beta	10	beta del primer parámetro
# TRN:beta	25	beta del segundo parámetro
##### Training (gradient descent) #####		Si se usa el gradiente descendente como optimizador:
GRD:number of iterations	2000	Número de iteraciones
GRD:learning rate	0.05	Tasa de aprendizaje
##### Training (macopt) #####		
MAC:convergence tolerance gradient	5	Tolerancia en convergencia del gradiente
MAC:maximum number of iterations	750	Máximo número de iteraciones
MAC:perform maccheckgrad? (yes/no)	no	
MAC:maccheckgrad tolerance	0.0001	
##### Application #####		APLICACIÓN DE LA RED
APP:write individual network results?(yes/no)	yes	¿Guarda los resultados de cada red?

Contenido de los archivos de entrada:

El catálogo de entrenamiento y el de aplicación o de validación deben incluir un encabezado de cinco renglones, tres de ellos comentados; en el cuarto se incluye la siguiente información: el número de parámetros de salida \mathbf{Y} , el número de parámetros de entrada \mathbf{X} y el número de elementos en el catálogo respectivo \mathbf{NN} .

Los dos primeros parámetros deben coincidir con los datos contenidos en el archivo de especificaciones de la red (nombre.spec). En el renglón restante (comentado) se indica generalmente la descripción de cada columna, que incluye la identificación del objeto, los \mathbf{Y} parámetros de salida (cuando se conocen) y los \mathbf{X} parámetros de entrada.

No es indispensable conocer todos los parámetros de salida de todos los objetos del catálogo de validación; si no se conoce alguno de ellos es posible colocar en su lugar una 'x', en cuyo caso ese elemento no se toma en cuenta para el cálculo del error en la clasificación. Lo que sí es indispensable es conocer todos los parámetros de entrada en ambos catálogos.

Como vemos en la tabla 5.1, STATNET permite definir varios intervalos entre los \mathbf{X} parámetros de entrada (en el ejemplo de la tabla 5.1, $\mathbf{X}=\mathbf{20}$). Cada uno de los intervalos se definen con DAT:INRANGE. Lo mismo sucede con los parámetros de salida. Esto nos permitió utilizar el mismo catálogo de entrenamiento para las diferentes redes, variando únicamente los parámetros de entrada a utilizar. Permite, además, la posibilidad de excluir un número \mathbf{m} de elementos del catálogo de entrenamiento, aunque hay que escribirlos explícitamente en los siguientes \mathbf{m} renglones.

5.1.2. Arquitectura de la red

En la siguiente sección del archivo (NET) se fija la arquitectura de la red, es decir, el número de capas, número de nodos en cada capa y el número de redes en el comité. Aquí se tiene la posibilidad de elegir el tipo de escalamiento y la utilización de un archivo de pesos calculado previamente (input weight file), ya sea para continuar con el entrenamiento de la red a partir de allí, o para aplicar una red ya entrenada a un catálogo de validación o a uno de aplicación.

5.1.3. Entrenamiento de la red

En la sección referente al entrenamiento de la red (TRN) se definen las características del mismo. Dado que el entrenamiento se realiza por el algoritmo de retropropagación, en esta sección se indica:

- el número máximo de iteraciones,
- la distribución y el rango de los pesos iniciales,
- el tipo de optimizador de pesos que se utilizará (Ec. 3.10) y
- si se incluyen parámetros de decaimiento a los pesos.

En esta sección se definen también los nombres de los archivos de salida de la red, tanto para los pesos obtenidos al finalizar el entrenamiento (nombre.wt) como para los errores de entrenamiento calculados en cada iteración (nombre.err).

5.1.4. Archivos de salida

Los archivos de salida y su contenido son los siguientes:

- El archivo de pesos (*red5a.0750.wt*, en el ejemplo) contiene los pesos calculados en el proceso de iteración para cada una de las conexiones existentes entre las diversas capas (ver figura 3.3). Por ejemplo, cuando se tienen dos capas, el archivo *nombre.wt* contiene los pesos entre la capa de entrada (\mathbf{X}) y la primer capa oculta (wtXH), los pesos entre las dos capas ocultas (wtHV) y los pesos entre la segunda capa y la salida (wtVY) para cada una de las redes que se entrenaron en el comité. Los primeros tres renglones de este archivo están dedicados a comentarios. El cuarto renglón de este archivo contiene 5 campos que indican la arquitectura de la red utilizada: el número de redes en el comité (\mathbf{N}); el número de entradas (\mathbf{X}); el número de nodos de la primer capa oculta (\mathbf{H}); el número de nodos de la segunda capa oculta (\mathbf{V}) y el número de salidas (\mathbf{Y}).
- El archivo de error (*red5a.0750.err*) incluye los errores obtenidos durante el entrenamiento en cada iteración y está organizado en siete columnas con las cantidades:
 1. Número de la iteración.
 2. Suma de los errores de la red $lerr$:

$$lerr = \sum_p E_p = 0,5 \sum_p \sum_k \beta_k (y_k - T_k)^2 \quad (5.1)$$

Donde p numera las entradas de la red, k numera los nodos, y_k son las salidas de la red y T_k la clasificación (ya conocida), correspondiente a esa salida.

3. Proporción de la contribución de $lerr$ al error total ($lerr/toterr$)
4. Error asociado al decaimiento del peso ("weight decay"): $werr$

$$werr = 0,5 \sum_g \alpha_g \sum_{ij} w_{ij}^2 \quad (5.2)$$

donde i, j numeran todos los pesos entre los nodos de las capas de la etapa g y este parámetro numera los diferentes grupos de pesos o etapas de la red, pues cada una de ellas puede tener diferente α .

5. Proporción de la contribución de este error al total: $werr/toterr$
6. Error total: $toterr = lerr + werr$
7. El gradiente ∇ calculado por **macopt**.

$$\nabla = \sqrt{\sum_{ij} \frac{\delta(toterr)}{\delta w_{ij}}} \quad (5.3)$$

Hay que hacer notar que los errores que STATNET escribe en este archivo se refieren a los errores calculados durante el proceso de entrenamiento.

- Los errores asociados a la validación o aplicación de la red, se calculan después que STATNET ha finalizado el entrenamiento y aplica la red (ya entrenada) a los datos del catálogo de validación o aplicación. Los resultados de esta clasificación se escriben

en otro archivo de salida de STATNET. Para nombrarlo, el programa utiliza el mismo nombre del catálogo de aplicación que se da inicialmente pero añade la terminación *.ot* (*appfile.ot*).

En este archivo el programa escribe: la clasificación del comité de redes (promedio entre las calculadas por las redes del comité)(Com), la clasificación dada (si se trata de la clasificación de un catálogo de validación)(True), la diferencia entre ellas (Diff), el error interno entre las redes (Int_err) y la clasificación asignada por cada una de las redes del comité.

- La salida a la pantalla (o a algún archivo) de STATNET incluye al final los errores RMS totales que obtiene al comparar la clasificación obtenida con la dada en el archivo de entrada del catálogo de aplicación (si se trata de un catálogo de validación). Como ejemplo presentamos el siguiente:

Output	No_def_outputs	RMS_ext_error	Av_abs_ext_error	Av_int_error
1	612	238.8984	163.1121	101.1348
2	612	1.1048	0.8451	0.5274

Cada una de estas 5 columnas corresponden a:

Output	El número correspondiente al parámetro de salida, en nuestro caso 1 es para el TE y 2 para la CL.
No_def_outputs	Número de elementos del archivo de aplicación. 612 espectros en el ejemplo.
RMS_ext_error	Error RMS que resulta al comparar la clasificación de la red y la clasificación ya conocida. Cuando la red se aplica a un archivo de datos cuya clasificación se ignora, este error no tiene sentido. En el ejemplo, un error de 238 corresponde a 2.4 subtipos espectrales y en CL el error es de 1.1 clases.
Av_abs_ext_error	Promedio del valor absoluto del error. Al igual que el anterior, se obtiene al comparar con la clasificación ya conocida y no tiene sentido cuando se aplica a espectros sin clasificar. En el ejemplo corresponde a 1.6 subtipos y 0.8 clases de lum.
Av_int_error	Este es el error promedio calculado al comparar el resultado de las redes del comité entre sí. Nos da por tanto una idea del error intrínseco y representa el mínimo error que podría alcanzarse con ese comité de redes. En el ejemplo, corresponde a un subtipo espectral y media clase de luminosidad.

5.2. Estructura del proceso de clasificación espectral basado en redes neuronales

Tomando como base la experiencia adquirida en la clasificación espectral tradicional y observando el comportamiento con el TE de los índices definidos en el capítulo anterior, se hizo evidente la necesidad de separar inicialmente los espectros a clasificar, en tres grupos: Grupo 1: Estrellas tempranas: tipo espectral O, B y A tempranas (hasta A2). Grupo 2: Estrellas intermedias: tipo espectral A, F, G y K tempranas (hasta K4). Grupo 3: Estrellas tardías: tipo espectral K2 en adelante y M.

Como vemos, se ha preferido incluir una ligera superposición entre los grupos, para tener en cuenta los posibles errores de la clasificación inicial.

Cada uno de estos grupos posee líneas espectrales características que, en ocasiones, son muy próximas a líneas propias de otro grupo, de ahí también la conveniencia de la separación.

Esta primera pre-clasificación podría realizarse directamente con el método tradicional, examinando cada espectro, o bien, en forma automática, utilizando una red neuronal de arquitectura simple, con pocos parámetros de entrada. Una vez pre-clasificados los espectros, resultará más sencillo y eficiente realizar la clasificación espectral más fina.

En la Figura 5.1 se muestra esquemáticamente el sistema de redes neuronales para clasificación espectral al que llegamos después de realizar un gran número de pruebas con redes de diversas arquitecturas y con diferentes catálogos de entrenamiento, con el fin de elegir aquellas que proporcionaran una clasificación espectral más precisa.

Decidimos utilizar una red neuronal para la primera etapa de pre-clasificación de los espectros, dividiéndolos así en los tres grupos mencionados, a cada uno de los cuales se aplicará una red neuronal específica en la segunda etapa de la clasificación. Es en esta segunda etapa donde se realiza la clasificación más finamente por tipo espectral y por clase de luminosidad.

La arquitectura de cada una de las redes depende del intervalo espectral que abarquen los espectros a clasificar, ya que, en cada etapa, se cuenta con la posibilidad de utilizar una red entrenada con todos los índices entre 3900 y 6700 Å (en verde en la Fig. 5.1), o bien, una red entrenada con parte de ellos, la que incluye los índices que se encuentran después de 4200Å (en rojo en la Fig. 5.1) o la que incluye los índices anteriores a 6300Å (ó 6000Å, según el caso; en azul en la Fig. 5.1).

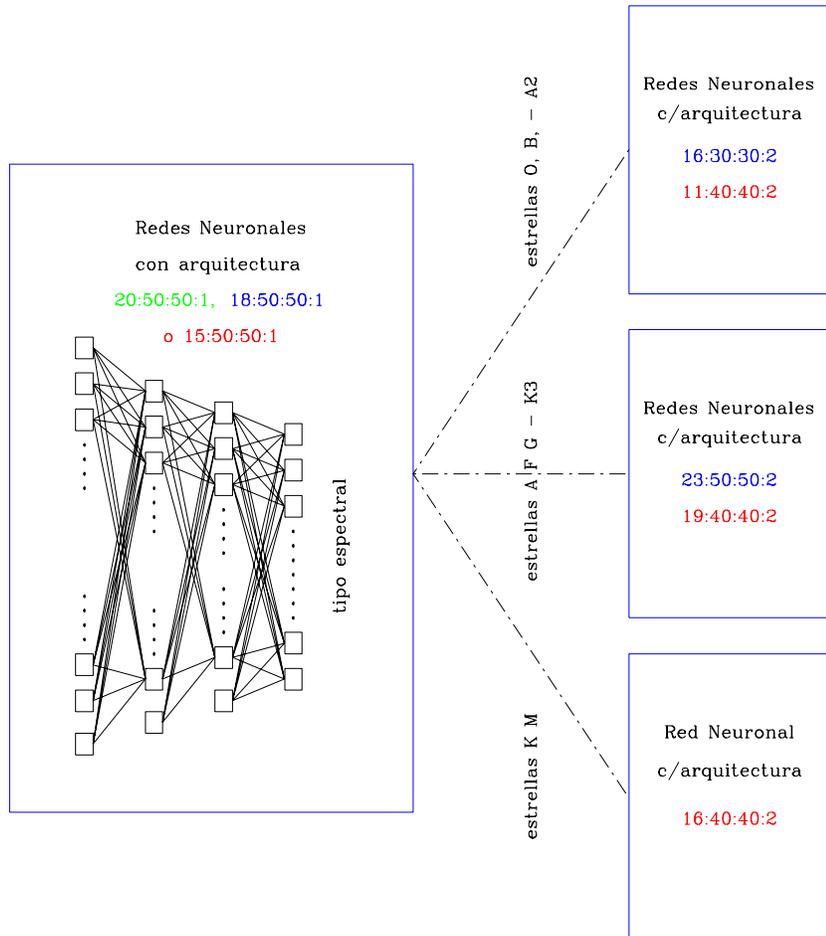


Figura 5.1: Esquema del proceso de clasificación espectral automática utilizando dos etapas de clasificación con redes neuronales. Con la primera se ha logrado una precisión ligeramente menor a 3 subtipos espectrales y se utiliza para dividir la muestra en tres grupos (ver texto). La segunda etapa realiza la clasificación espectral más fina, clasificando también por clase de luminosidad. La notación 20:50:50:1 se refiere al número de parámetros de entrada de la red neuronal (20), el número de nodos en cada una de las capas intermedias (50) y el número de parámetros de salida, en nuestro caso el tipo espectral en las redes de la primera etapa y el tipo espectral y la clase de luminosidad para las redes de la segunda etapa. El color en que aparecen estos números indica los índices que se utilizan en cada red: los índices correspondientes a la región azul o a la región roja del espectro (ver texto, secciones 5.2 y 5.3.2).

5.3. Primera etapa de clasificación.

Inicialmente investigamos la posibilidad de utilizar una red con sólo 9 parámetros de entrada, suficientes para obtener una clasificación que permitiera realizar la división de los tres grupos de espectros. Sin embargo, con el fin de probar la potencialidad del catálogo de entrenamiento, decidimos utilizar todos los índices asociados a las líneas más intensas, es decir, los más probables de detectar aún en espectros con baja señal a ruido. Tras analizar cuidadosamente los índices definidos en el capítulo 4 (ver tabla 4.1), elegimos los 20 índices que se listan a continuación, con la finalidad de cubrir todo el rango espectral observado y todos los tipos espectrales.

3933	4227S	4471	5177	5900b
3968+H8	4300GS	4686	5177M	6162
4026	4340n	4861n	5270	6200b
4033+4045	4383+4405	4961TiO	5895L	6563

5.3.1. Catálogos de entrenamiento y de validación

Con el atlas espectral de Jacoby, el de MOS para estrellas M y los espectros con ruido añadido que se obtuvieron a partir de ellos, se formó un catálogo de 16470 espectros. Los veinte índices elegidos en la sección anterior se midieron en cada uno de estos espectros utilizando INDEX. (En el caso de los espectros de MOS sólo se calcularon los índices situados más hacia el rojo que $H\beta$). A partir de estos índices, o de un subconjunto de ellos, se construyeron los catálogos de entrenamiento y de validación.

En el primer catálogo de entrenamiento sólo se incluyeron los índices correspondientes a las estrellas del atlas de Jacoby, formado por estrellas de todos los tipos espectrales. Aquellas cuyo TE era dudoso (y que corregimos) y aquellas donde la calibración en longitud de onda era incorrecta las separamos para formar el catálogo de validación junto con otras estrellas que no presentaban problema. En total se utilizaron 121 estrellas del catálogo de Jacoby y sus correspondientes espectros con ruido, para formar el catálogo de entrenamiento ($121 \times 90 = 10890$). Mientras que 34 espectros de Jacoby y sus espectros con ruido se utilizaron para formar el catálogo de validación ($34 \times 90 = 3060$).

Debido a que el entrenamiento con un catálogo tan grande emplea demasiado tiempo, se construyó un catálogo de entrenamiento más reducido con ($121 \times 30 =$) 3630 espectros y uno de validación con ($34 \times 30 =$) 1020 espectros para realizar las primeras pruebas con diferentes arquitecturas. Los espectros con ruido que se incluyeron en ambos catálogos corresponden a diferentes niveles de ruido (S:N desde menos de 10 hasta 100 o más, dependiendo del espectro original). Estos catálogos contenían sólo una parte del total de espectros generados originalmente, pero bastaron para realizar las primeras pruebas. Posteriormente, se utilizó el catálogo de entrenamiento completo con los índices de los 10890 espectros; sin embargo, al aplicar la red así entrenada al catálogo de validación, vimos que la precisión de la clasificación no mejoraba, a la vez que el tiempo de entrenamiento de la red se incrementaba en forma considerable. Por ello preferimos continuar trabajando con el primer catálogo de entrenamiento. (Ver tabla 5.2)

5.3.2. La arquitectura de las redes

Se entrenaron varias redes neuronales con diferentes arquitecturas. En las tablas 5.2 y 5.3 se detallan los errores RMS, promedio (AVG) y el error interno del comité de redes, obtenidos al realizar la clasificación del catálogo de validación. También se listan la arquitectura de la red utilizada y el tamaño de los catálogos de entrenamiento (N_{train}) y de validación (N_{val}). La condición que limitó el número de nodos en cada capa fue asegurar que el número total de pesos W fuese menor, o del orden, del número de elementos en el catálogo de entrenamiento ($W \leq N_{train}$). Puesto que el catálogo de entrenamiento era grande (3630 espectros) fue posible definir arquitecturas de red con 30, 40 y hasta 50 nodos en cada una de las capas.

En las primeras pruebas (tabla 5.2) utilizamos arquitecturas muy sencillas con una o dos capas ocultas y entre 4 y 10 nodos en cada una; sin embargo el error RMS al clasificar el catálogo de validación superaba los cuatro subtipos espectrales (400), llegando en algunos casos a seis. Decidimos, por tanto, utilizar arquitecturas un poco más complejas con 30, 40 y hasta 50 nodos en cada capa oculta, lo cual confiere una mayor flexibilidad a la red.

En estas pruebas confirmamos también uno de los resultados de Torres-Dodgen & Weaver (1995): que al utilizar dos capas ocultas se alcanza una precisión similar, con un menor número de iteraciones, respecto a las redes con una sólo capa.

Tabla 5.2: Resumen de las primeras pruebas de redes entrenadas para realizar clasificación espectral.

Red	Iter	RMS_err	AVG_err	Int_err	Arquitect.	Ntrain	Nval	Notas
red100.8	100	606.1	355.1	266.3	20:8:4:2	3630	1020	comité de 5 redes
	100	1.192	0.878	0.458	20:8:4:2	3630	1020	luminosidad
red200.8	200	614.8	423.4	270.2	20:8:4:2	3630	1020	comité de 3 redes
	200	1.163	0.844	0.453	20:8:4:2	3630	1020	luminosidad
red200.5	200	435.8	297.4	284.8	20:5:3:2	3630	1020	comité de 5 redes
	200	1.153	0.823	1.604	20:5:3:2	3630	1020	luminosidad
red30.2	874	374.6	256.2	0.0	20:30:30:2	3630	1020	sólo una red
	874	1.884	1.425	0.0	20:30:30:2	3630	1020	luminosidad
red40.1	409	432.4	282.7	0.0	20:40:20:1	3630	1020	sólo una red
red40b.1	290	417.1	293.5	0.0	20:40:40:1	3630	1020	sólo una red
RED40b.2	1781	261.8	197.3	13.5	20:40:40:2	10890	3060	5 redes c/dif N.iter:
	1781	1.031	0.852	0.021	20:40:40:2	10890	3060	2108, 902, 1781
RED40b.1	500	256.9	194.9	10.60	20:40:40:1	10890	3060	3 redes, se detienen con menos iter.
RED40.0	4000	286.7	228.8	0.0	20:40:40:1	10890	3060	una red
RED40.1	100	272.5	213.8	34.62	20:40:40:1	10890	3060	5 redes
RED40.2	200	280.9	224.0	12.99	20:40:40:1	10890	3060	5 redes
RED40.3	300	282.9	225.6	19.09	20:40:40:1	10890	3060	5 redes
RED40.4	400	288.4	230.1	22.64	20:40:40:1	10890	3060	5 redes
RED40.5	500	286.2	228.4	21.76	20:40:40:1	10890	3060	3 redes
RED40.6	600	287.1	229.1	22.20	20:40:40:1	10890	3060	3 redes
RED40.7	700	286.9	229.0	21.91	20:40:40:1	10890	3060	3 redes
RED40.8	800	286.9	229.0	20.72	20:40:40:1	10890	3060	3 redes, termina antes
RED40.9	900	286.9	229.0	20.70	20:40:40:1	10890	3060	3 redes. en 700 iter.
red20.1	4000	235.5	171.8	56.9	20:20:10:1	3630	1020	5 redes con $\alpha=0.01$
red20b.1	4000	234.7	174.3	46.8	20:20:20:1	3630	1020	5 redes
red40b.1	4000	227.2	172.1	0.0	20:40:40:1	3630	1020	una sólo red

En la tabla 5.2, además de los errores y cantidades antes descritas (arquitectura de las

Tabla 5.3: Redes elegidas para la primera etapa de clasificación espectral

Red	Num Iter	RMS_err	AVG_err	Int_err	Arquitectura	N_{train}	N_{val}	Indices, redes/com.
red5	125	268.55	210.90	0.0	20:50:50:1	3630	1020	sólo una red
red5a	125	273.36	216.21	29.65	20:50:50:1	3630	1020	3933-6563, 5 redes
net0	1300	198.75	146.57	77.15	20:50:50:1	3630	1020	3933-6563, 5 redes
red5	2000	213.4	162.2	0.0	20:50:50:1	3630	1020	3933-6563, una red
red1a	1100	235.80	179.93	67.14	15:50:50:1	3630	1020	4227-6200, 5 redes
net1	1250	234.54	178.62	65.39	15:50:50:1	3630	1020	4227-6200, 5 redes
red2a	1100	208.24	147.07	81.14	18:50:50:1	3630	1020	3933-6162, 5 redes
net2	2000	207.67	151.18	87.44	18:50:50:1	3630	1020	3933-6162, 5 redes

redes y tamaño de los catálogos de entrenamiento y validación), en la última columna se indica el número de redes en el comité o una nota que nos indica si la red se detiene antes del número de iteraciones que aparece en la columna 2.

Como mencionamos anteriormente, dada la naturaleza de nuestros espectros (multi-rendija), el rango espectral que cubre cada espectro es diferente. Algunos de ellos no llegan a 6200 Å y otros, en el otro extremo, no incluyen la región azul (anterior a 4200 Å) o bien ésta es muy débil. Debido a ello fue necesario entrenar tres redes (**net0**, **net1** y **net2**) para incluir los diferentes rangos espectrales de los espectros. La diferencia entre estas redes se encuentra en los parámetros de entrada que utilizan. La primera (**net0**) utiliza los 20 índices, la segunda (**net1**) no toma en cuenta los índices anteriores a 4200 Å ni H α , quedando sólo 15 índices y la tercera (**net2**) no toma en cuenta los índices posteriores a 6200 Å, quedando sólo 18 de ellos. En la Tabla 5.3 se resumen las características de estas redes: su arquitectura, índices utilizados, número de iteraciones y errores alcanzados en el proceso de validación de cada una de ellas, así como el tamaño de los catálogos de entrenamiento y validación que se utilizaron (N_{train} y N_{val} respectivamente).

5.3.3. Análisis de los errores en los procesos de entrenamiento y de validación

El algoritmo de retropropagación que utiliza la red neuronal para calcular los pesos, minimizando los errores, implica un proceso de iteración que es necesario detener en algún momento. Para analizar cómo se desarrolla el entrenamiento, confirmar que la red converge adecuadamente y determinar el número de iteraciones en donde es conveniente detener el proceso, es útil hacer un seguimiento del comportamiento del error de entrenamiento (l_{err} en la Ec. 5.1) y del error (RMS o promedio) obtenido al aplicar la red ya entrenada al catálogo de validación (error de validación). Estos errores se determinan comparando la clasificación que encuentra la red para cada espectro con la clasificación que le corresponde en el catálogo de entrenamiento o de validación, según sea el caso.

Para realizar este seguimiento fue necesario entrenar, para cada arquitectura, una serie de redes con diferente número de iteraciones, entre 5 y 1000 ó 2000, llegando en algunos casos a 4000, con pasos de 5, 10 y 20 iteraciones, dependiendo del número total de las mismas. En la tabla 5.4, se presenta un ejemplo de este proceso. En esta tabla listamos los errores calculados al aplicar la red al catálogo de validación: el error RMS (RMS_ext_err), el error promedio (AVG_ext_err) y el error interno del comité de redes. Estos errores se

grafican en las figuras 5.2 a 5.4 para compararlos con el error de entrenamiento respectivo.

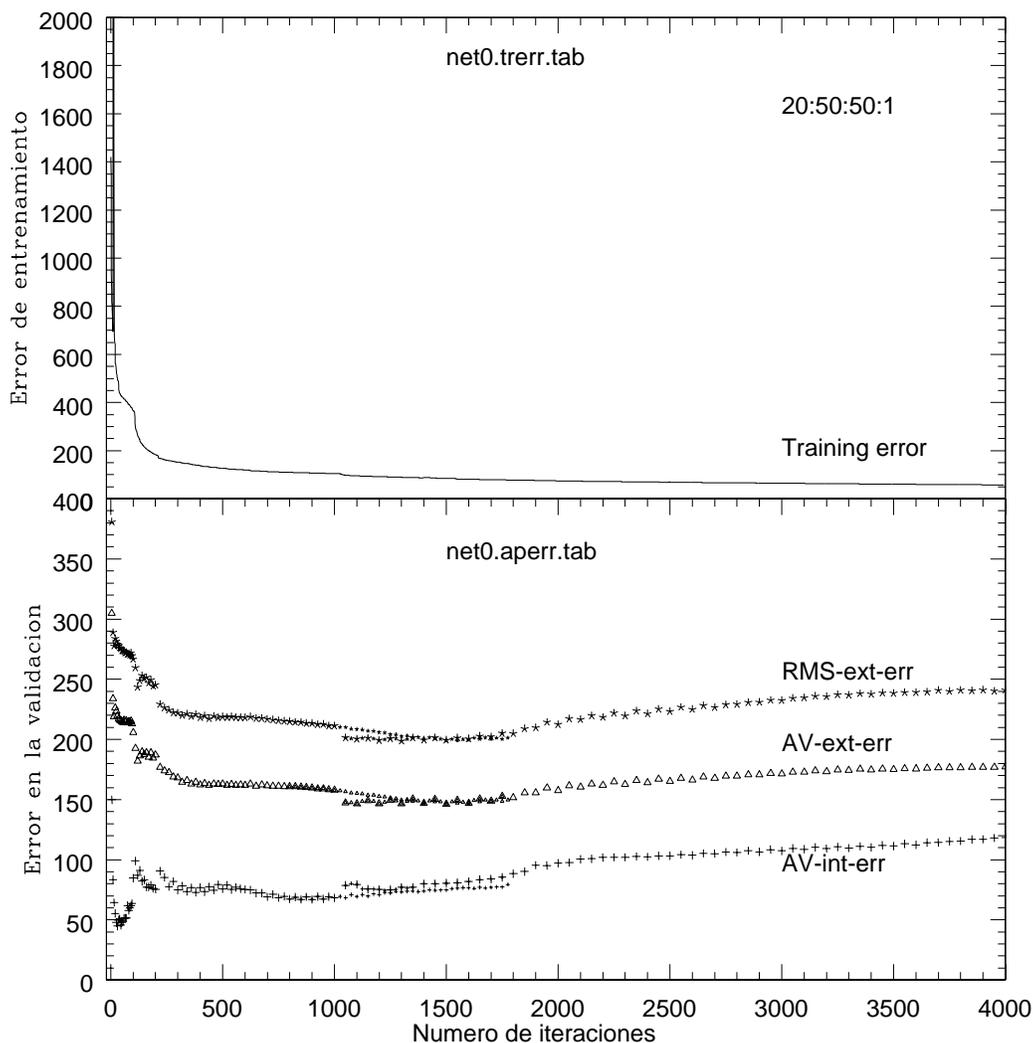


Figura 5.2: Gráfica superior: Comportamiento del error de entrenamiento de una red neuronal (net0) con el número de iteraciones. Gráfica inferior: Comportamiento del error de la aplicación al catálogo de validación de la misma red. Los puntos pequeños corresponden a intervalos de iteración de 25 y los grandes (después de 1000 iteraciones) a intervalos de 50 iteraciones.

Como vemos, el error de entrenamiento siempre disminuye, mientras que el error en la validación llega a un mínimo y al continuar con las iteraciones empieza a incrementarse, aunque, en la mayoría de los casos muy lentamente. Esto sucede porque al continuar con el entrenamiento de la red, ésta se “sobrentrena” dando como resultado un proceso de aprendizaje que incluye elementos o relaciones entre los parámetros de entrada que no son relevantes para la clasificación. Esto hace que la clasificación pierda precisión (Serra-Ricart 2003).

Este seguimiento se realizó para cada una de las arquitecturas de red analizadas, con lo cual, el número total de redes que fueron entrenadas se multiplicó considerablemente (por

Tabla 5.4: Errores obtenidos al aplicar redes con arquitectura 20:50:50:1, entrenadas por retropropagación con un número de iteraciones N_{iter} , al catálogo de validación con 1020 elementos. En este caso el error en la aplicación llega a un mínimo en aproximadamente 1300 iteraciones (en negritas en la tabla).

N_{iter}	RMSext_error	AVext_error	AVint_error	N_{iter}	RMSext_error	AVext_error	AVint_error
005	380.8	305.0	149.8	0875	213.3	160.0	69.13
010	288.8	233.9	83.58	0900	213.3	159.6	66.95
015	277.7	219.1	64.43	0925	212.4	159.1	69.36
020	283.7	226.2	55.36	0950	212.5	159.1	67.40
025	281.5	223.3	47.83	0975	211.3	158.1	69.31
030	279.0	219.7	44.96	1000	211.4	157.9	68.25
035	278.0	217.2	49.90	1050	201.4	147.4	78.75
040	276.2	216.1	50.83	1100	200.4	146.4	79.50
045	275.5	215.7	45.64	1150	201.1	149.0	75.58
050	273.7	214.7	47.77	1200	199.3	146.6	75.39
055	273.6	214.3	48.94	1250	200.8	149.6	75.16
060	273.1	216.1	51.57	1300	198.8	146.6	77.15
065	272.1	214.6	51.54	1350	201.4	150.4	77.08
070	272.2	215.6	51.59	1400	199.5	146.8	80.03
075	270.6	214.0	61.96	1450	201.4	150.1	80.09
080	271.2	215.0	57.96	1500	199.4	146.2	80.63
085	270.0	214.0	60.20	1550	201.2	149.3	80.91
090	271.8	215.1	61.89	1600	200.5	147.0	82.02
095	269.5	213.2	63.70	1650	202.8	150.6	83.56
100	266.7	205.9	84.74	1700	202.2	148.7	84.00
110	259.5	192.7	99.08	1750	205.1	152.6	85.54
120	243.5	182.2	86.95	1800	204.9	151.5	88.35
130	248.9	186.4	91.19	1850	208.9	155.8	90.27
140	253.0	189.7	82.19	1900	209.8	155.6	95.42
150	250.6	187.5	83.35	1950	214.4	159.7	95.21
160	251.6	188.9	77.36	2000	212.4	157.6	97.21
170	247.0	185.2	77.35	2050	217.2	161.5	97.65
180	249.5	189.1	78.87	2100	216.6	160.5	100.5
190	244.3	184.6	76.17	2150	219.7	163.1	100.8
200	245.3	187.1	75.46	2200	218.4	161.9	102.0
220	229.2	176.7	90.60	2250	222.0	164.8	102.0
240	226.3	174.0	85.32	2300	219.6	162.7	102.0
260	224.4	172.7	77.52	2350	223.8	166.0	102.8
280	222.3	168.7	81.94	2400	221.3	164.0	102.4
300	222.0	168.2	74.83	2450	225.2	166.9	103.3
320	220.0	164.4	78.18	2500	223.3	165.2	103.2
340	221.3	165.9	73.52	2550	226.8	167.9	104.2
360	219.3	163.1	76.83	2600	225.0	166.5	103.7
380	220.8	164.3	72.96	2650	228.2	168.8	105.4
400	218.3	162.2	76.92	2700	226.6	167.8	105.1
420	219.6	163.4	73.48	2750	229.0	169.6	106.5
440	217.4	161.8	77.59	2800	229.3	169.5	106.1
460	219.5	163.0	74.79	2850	230.6	170.6	107.6
480	218.1	162.6	79.26	2900	231.0	170.5	106.6
500	218.8	163.0	75.76	2950	232.6	171.7	108.4
520	218.3	161.9	78.87	3000	232.4	171.5	107.5
540	218.8	162.7	75.21	3050	234.2	172.8	109.5
560	218.3	161.9	77.07	3100	234.7	172.8	108.8
580	218.2	162.2	75.89	3150	236.0	173.9	110.3
600	218.1	161.8	75.38	3200	235.6	173.4	109.3
625	218.8	162.9	74.92	3250	237.2	174.6	110.7
650	217.6	161.2	72.31	3300	237.0	174.3	109.7
675	217.6	162.1	72.30	3350	238.1	175.3	111.2
700	216.8	161.4	69.17	3400	237.7	174.7	110.3
725	216.3	161.2	71.18	3450	238.7	175.6	112.0
750	215.8	161.2	68.42	3500	238.4	175.2	111.4
775	215.1	160.8	69.48	3550	239.0	175.9	113.3
800	215.0	160.8	67.35	3600	239.2	175.6	112.5
825	214.4	160.7	68.90	3650	239.5	176.3	114.2
850	214.2	160.4	66.99	3700	240.8	176.6	114.3

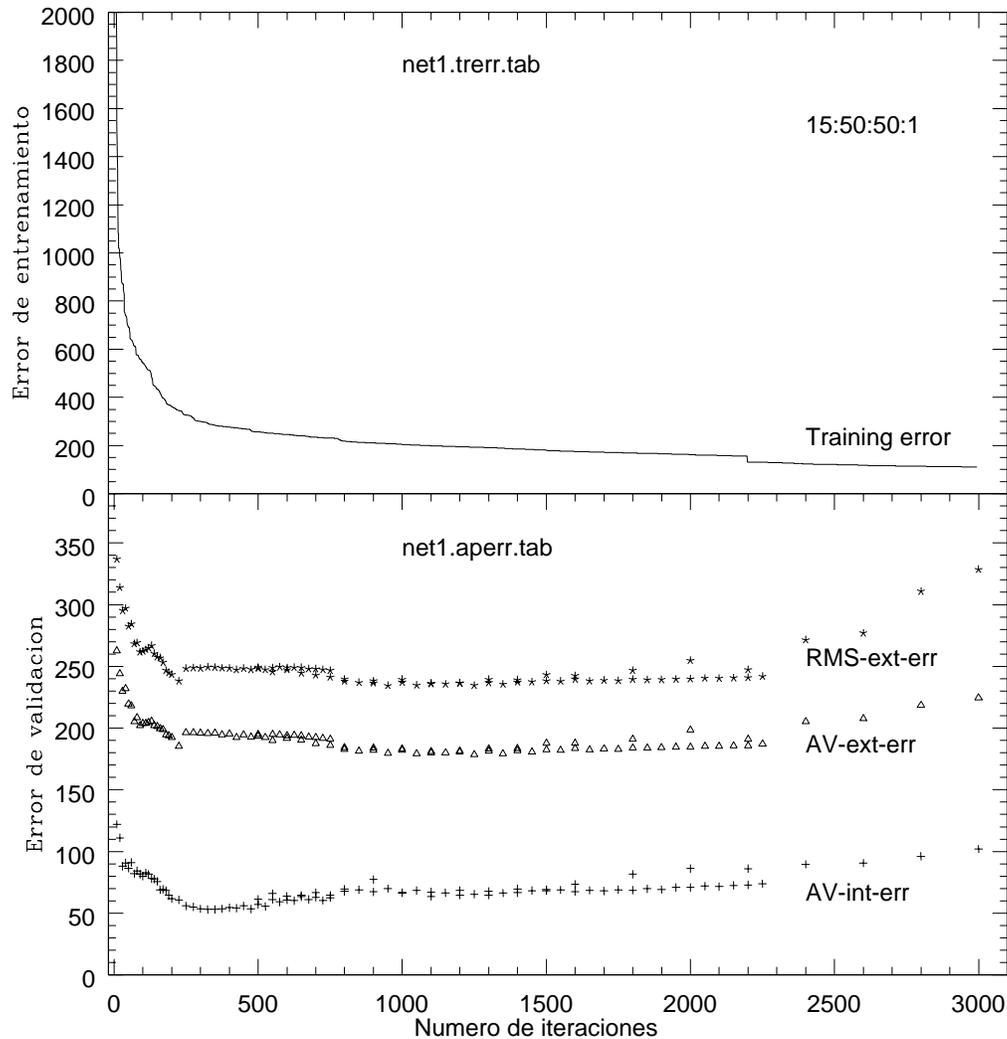


Figura 5.3: Similar a la gráfica 5.2, para la red **net1**.

un factor del orden de 100). De todas las redes entrenadas para cada arquitectura, aquella con el número de iteraciones correspondiente al mínimo en el error RMS de la validación es la que se reporta en las tablas 5.2 y 5.3 y de entre ellas se elige aquella con el menor error en la validación para realizar la clasificación espectral.

5.3.4. Resultados de la primera etapa de clasificación y su análisis.

Durante el proceso de entrenamiento y aplicación de las redes al catálogo de validación se observó lo siguiente:

- Si los espectros a clasificar tenían una pobre determinación de alguno o algunos de los índices, se obtienen resultados más precisos si se utiliza una red que no haya incluido en su entrenamiento dichos índices.

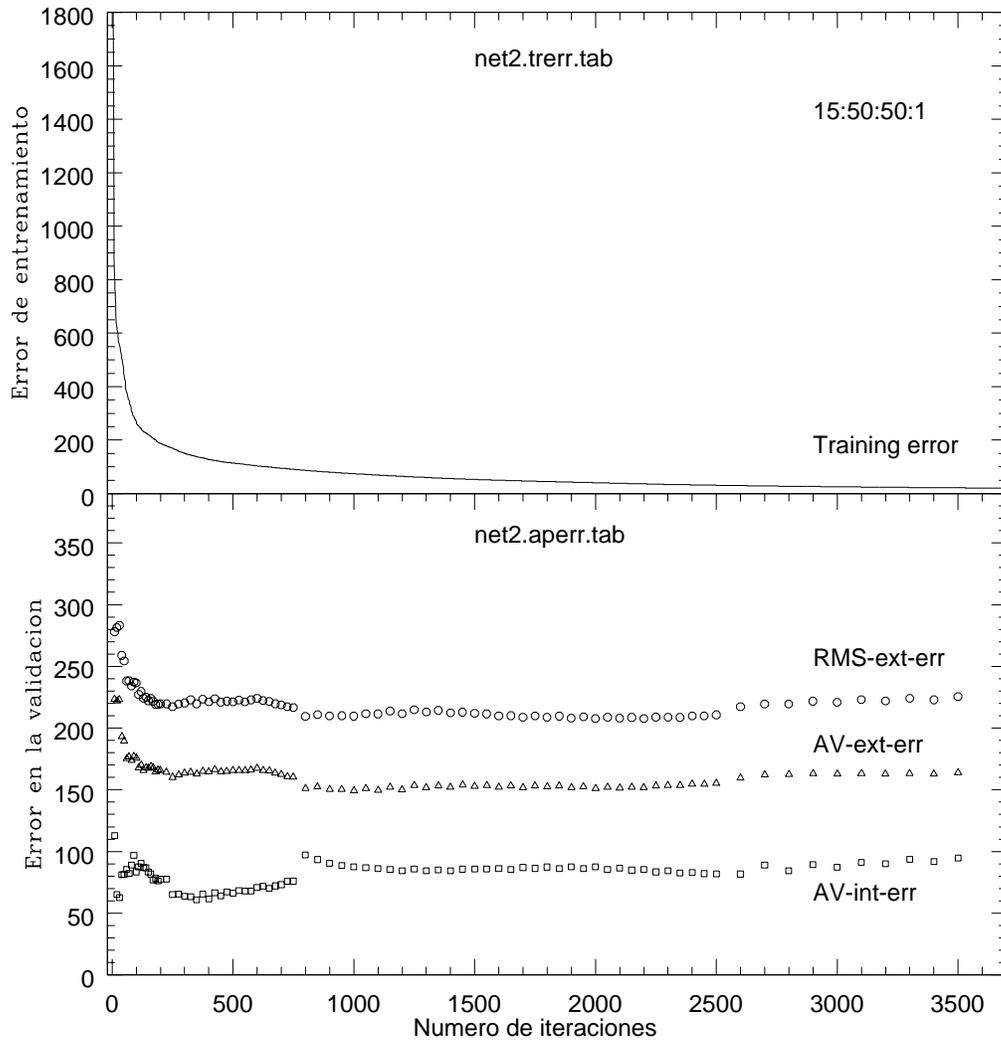


Figura 5.4: Similar a la gráfica 5.2, para la red **net2**.

- Es posible incluir objetos con líneas de emisión en el catálogo de entrenamiento para capacitar a la red en la detección de este tipo de objetos.
- El utilizar dos capas ocultas permite que la red sea mas eficiente, comparada con una red de una sólo capa.
- El número de nodos que es posible utilizar en cada una de las capas intermedias depende del tamaño del catálogo de entrenamiento.
- Es preferible utilizar la red que haya sido entrenada únicamente con los índices que se observan, pues al incluir otros, la precisión de la clasificación se ve mermada.
- Utilizando esta primera etapa, se logra una precisión en la clasificación espectral (error RMS) ligeramente mayor a 2 subtipos espectrales, es decir, más que sobrada para realizar la división de la muestra en tres grupos. Dado que la segunda etapa de la clasificación utiliza los índices más adecuados para cada grupo espectral, es de esperar que permita obtener una

Tabla 5.5: Errores obtenidos al aplicar las redes **net0**, **net1** y **net2** a catálogos de validación con los datos correspondientes a espectros con tres diferentes niveles de ruido.

Red	N _{app}	RMSext_error	AVext_error	AVint_error	S:N del cat. de aplicación
net0	136	258.3	196.8	120.3	S:Navg=12, entre 6 y 19
net0	136	187.7	139.2	67.5	S:Navg=36, entre 20 y 57
net0	136	175.9	131.4	65.1	S:Navg=50, entre 42 y 111
net1	136	316.2	239.9	121.3	S:Navg=12, entre 6 y 19
net1	136	222.9	173.5	54.0	S:Navg=36, entre 20 y 57
net1	136	209.1	159.0	51.6	S:Navg=50, entre 42 y 111
net2	136	274.4	209.3	144.5	S:Navg=12, entre 6 y 19
net2	136	198.6	147.5	76.1	S:Navg=36, entre 20 y 57
net2	136	184.4	134.6	72.1	S:Navg=50, entre 42 y 111

mayor precisión; sin embargo debido a que esos índices corresponden a líneas más débiles, la precisión puede verse afectada al clasificar espectros débiles.

Hay que recordar que el catálogo de validación en esta etapa de prueba corresponde al catálogo formado por parte de los espectros de Jacoby y sus correspondientes espectros con ruido. Esto nos permitió analizar el comportamiento de la red al clasificar espectros con diferente S:N.

Para darnos una idea cuantitativa de la diferencia en la precisión de la clasificación de espectros con baja señal a ruido o con señal a ruido más alta, extrajimos del catálogo de validación tres subcatálogos con 136 entradas cada uno, correspondientes a espectros con S:N baja, intermedia y alta. Aplicamos las redes **net0**, **net1** y **net2** a estos catálogos y obtuvimos los resultados de la tabla 5.5. Como podemos ver, el error (RMS) se incrementa en cerca de un subtipo espectral cuando la S:N es menor que 20. Esto puede no parecer mucho, pero corresponde a un incremento de cerca del 50% en la medida del error.

En las figuras 5.5, 5.6 y 5.7 presentamos la clasificación hecha por cada una de las redes (**net0**, **net1** y **net2**) de estos tres subconjuntos del catálogo de validación.

En lo que respecta al error interno, el incremento en este parámetro entre los espectros con mayor señal a ruido y los de menor S:N es drástico, llegando a ser de más del doble. Esto implica que la precisión intrínseca de la red se ve fuertemente deteriorada al aplicarla a espectros con S:N < 20. Por su parte, la diferencia en la medida del error de clasificación de los espectros con S:N alta (entre 50 y 100) y aquellos con S:N entre 20 y 50, es mucho menor y representa menos del 20% en el caso del error RMS y un incremento de apenas un 5% en el error intrínseco de las redes. Esto nos asegura que la clasificación espectral que obtengamos para espectros con S:N > 20, será fiable.

Como podemos observar también en la tabla 5.5, la red **net0** (que utiliza todos los índices) permite obtener la clasificación con el menor error promedio y la red **net1**, aunque es la más coherente (al tener el menor error interno), produce un error RMS mayor que el obtenido con las otras dos redes al comparar con la clasificación real. Ambos efectos se deben al menor número de índices de entrada que utiliza **net1**.

En las figuras 5.5, 5.6 y 5.7 presentamos la clasificación hecha por cada una de las redes (**net0**, **net1** y **net2**) de parte de los tres subconjuntos del catálogo de validación. (Por claridad sólo se incluyeron 34 de los 136 espectros de cada subconjunto).

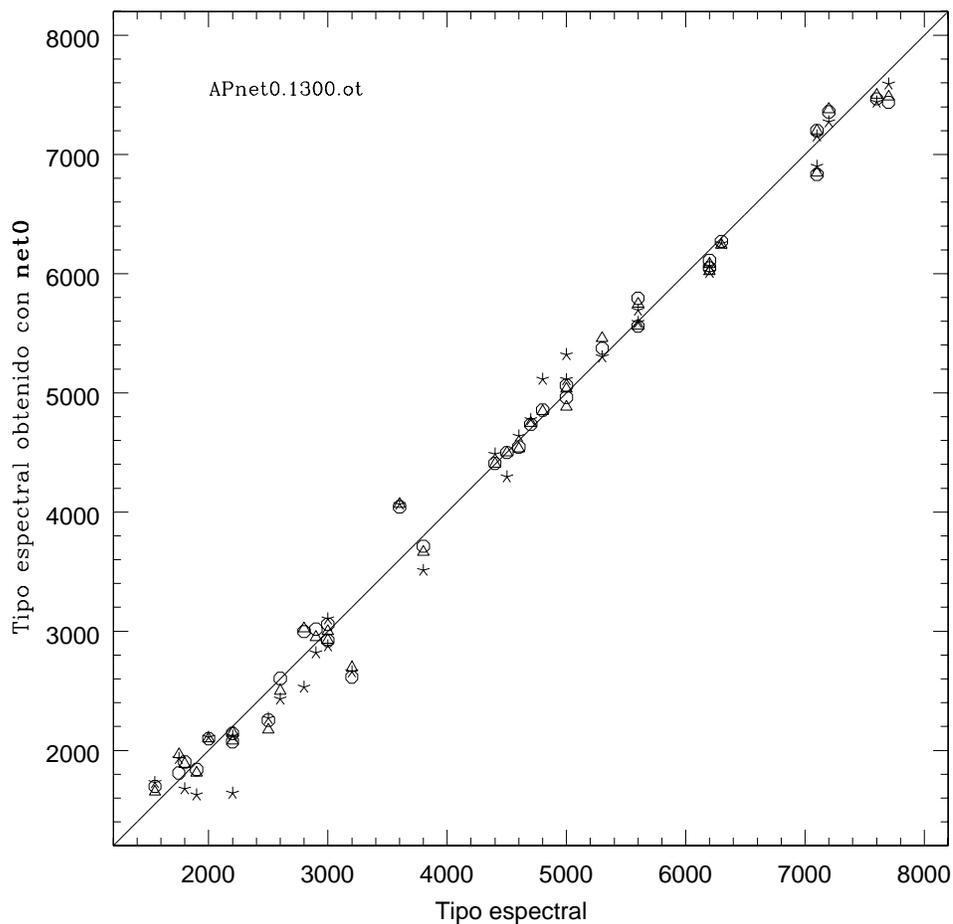


Figura 5.5: Clasificación espectral obtenida al aplicar la red neuronal **net0** a diferentes catálogos de validación. En esta figura se grafican tres conjuntos de espectros con diferente S:N. Los círculos (o) representan los espectros con S:N ligeramente inferior a los originales de Jacoby, mientras que los triángulos (Δ) corresponden a los espectros con S:N entre 30 y 50 y las estrellas (\star) a los espectros más ruidosos (S:N < 20).

5.3.5. Aplicación de las redes de la primera etapa de clasificación a las estrellas estándar observadas en el WHT

Las redes ya entrenadas, **net0**, **net1** y **net2**, se utilizaron para clasificar en primer lugar el conjunto de estrellas del catálogo de Jacoby que se observaron en el WHT.

Esta clasificación puede considerarse una segunda validación pues nos permite evaluar el comportamiento de las redes al ser aplicadas a espectros reales, semejantes a los que necesitaremos clasificar. En las figuras 5.8, 5.9 y 5.10 se presentan los resultados de esta clasificación, comparando la clasificación ya conocida con la calculada por cada una de las redes.

En la tabla 5.6 se listan los errores RMS y promedio obtenidos en la clasificación es-

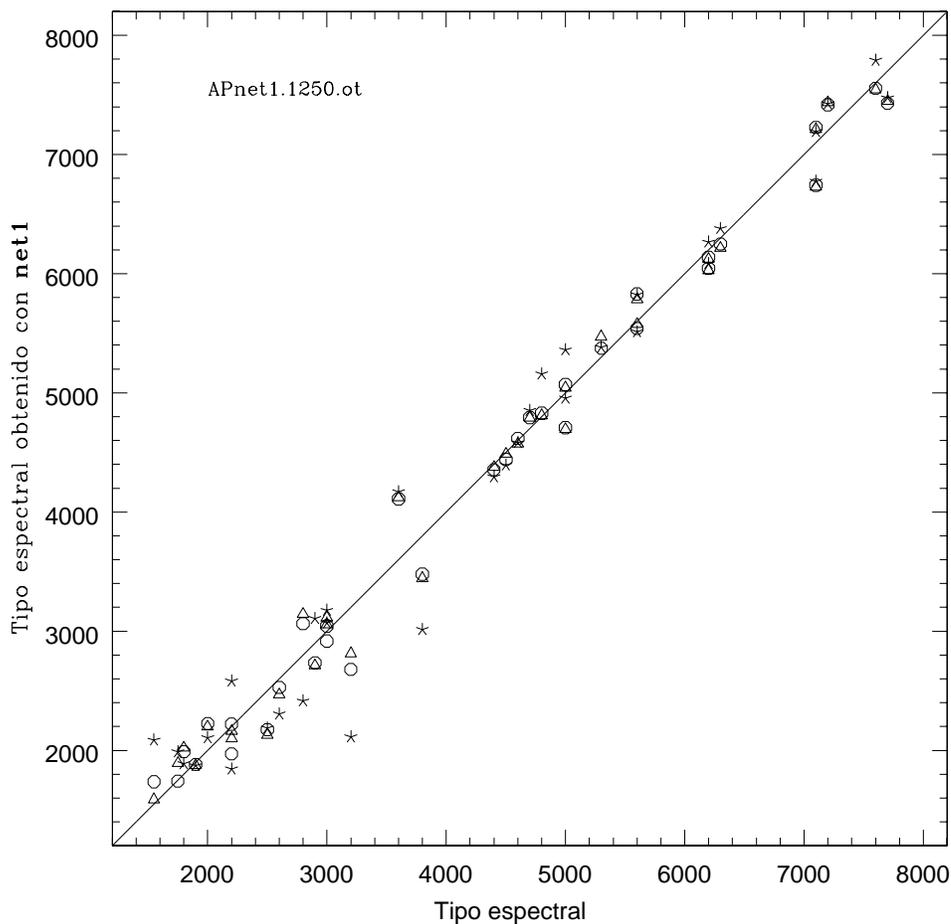


Figura 5.6: Clasificación espectral obtenida al aplicar la red neuronal **net1** a catálogos de validación con diferente S:N. El significado de los símbolos es el mismo que en la figura 5.5 .

pectral de estas estrellas. En cada caso se utilizó la red o redes apropiadas de acuerdo al intervalo espectral que incluye cada espectro.

Como vemos, el error promedio de la clasificación es también de entre dos y tres subtipos espectrales, lo cual representa una precisión suficiente o más bien sobrada, para realizar la separación inicial de los espectros en tres grupos.

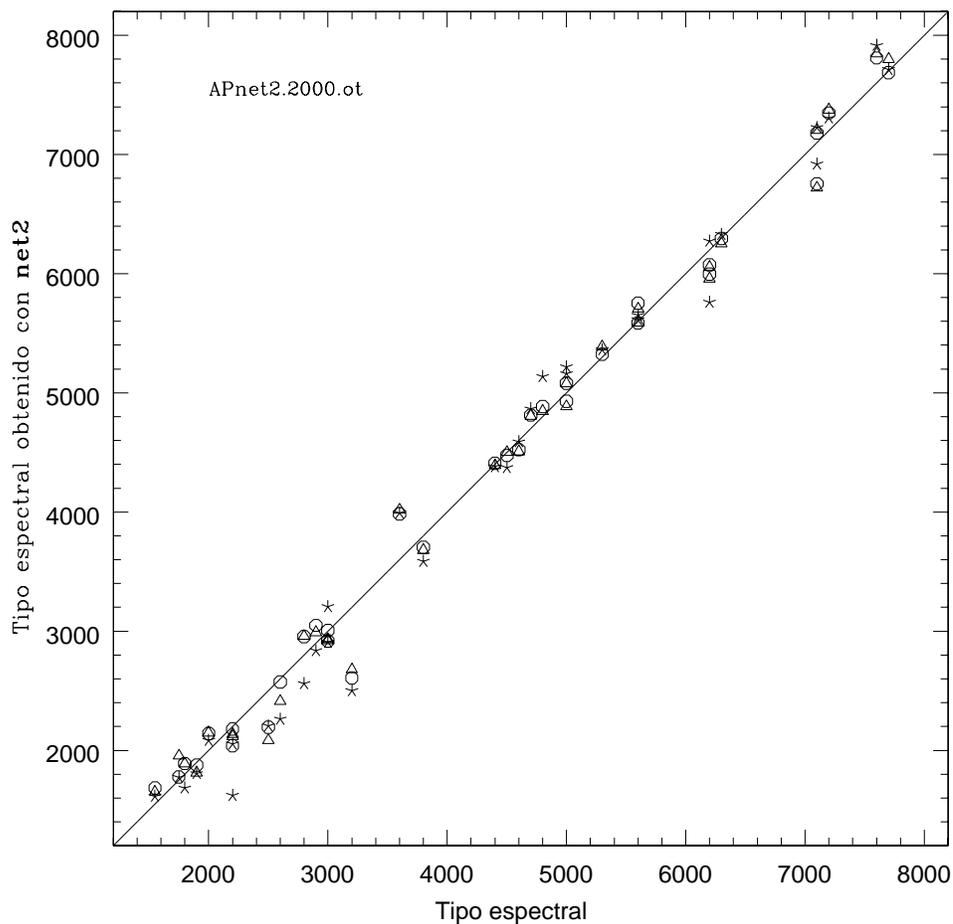


Figura 5.7: Similar a la figura 5.5, para la red **net2**.

5.4. Segunda etapa de clasificación.

En esta etapa utilizamos redes neuronales entrenadas específicamente para clasificar cada uno de los tres grupos estelares definidos en la sección 5.2, determinando, con toda la precisión que permita el proceso, tanto el tipo espectral como la clase de luminosidad.

Con el fin de determinar la arquitectura de red más adecuada para clasificar cada grupo, se realizó el entrenamiento (al igual que en la primera etapa) de toda una serie de redes neuronales. En esta ocasión se utilizaron diversas arquitecturas, diferentes catálogos de entrenamiento y uno o dos parámetros de salida. De esta forma fue posible analizar el comportamiento de las redes y elegir la que proporcionara una mayor precisión en la clasificación.

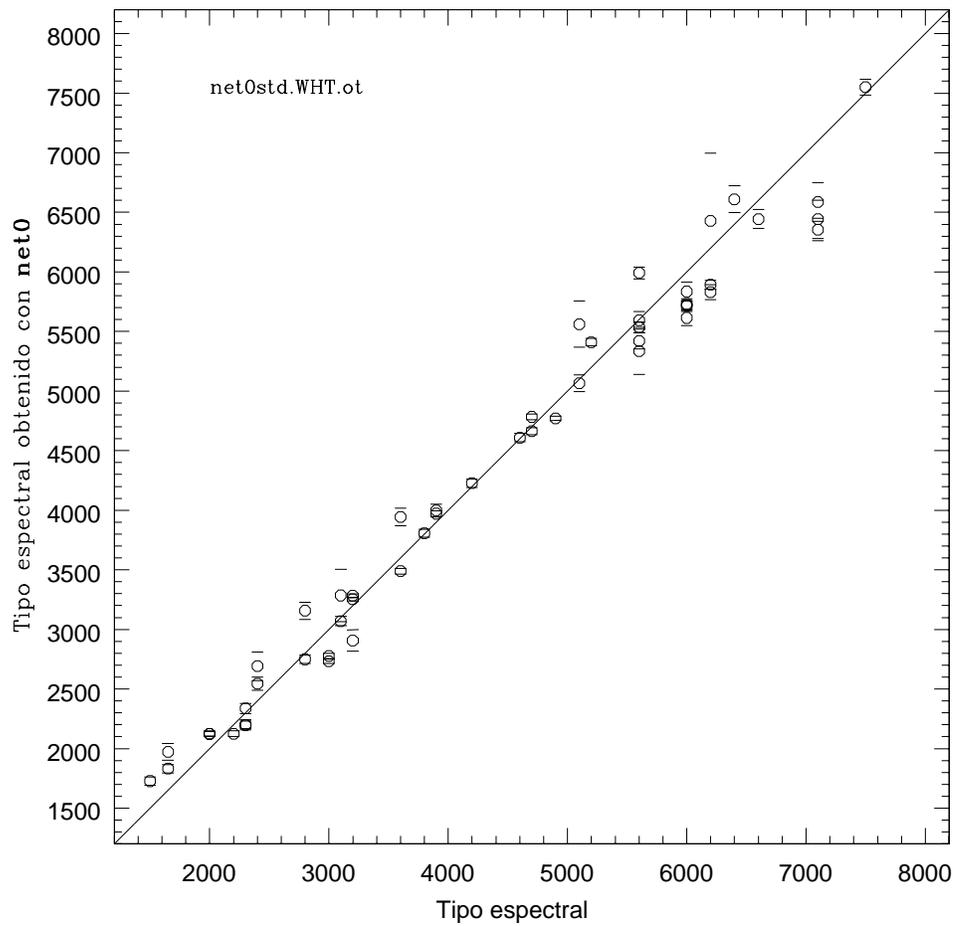


Figura 5.8: Clasificación espectral automática, utilizando la red neuronal **net0**, de las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT. Las líneas horizontales indican la barra de incertidumbre correspondiente al error intrínseco del comité, es decir la diferencia en la clasificación de cada una de las redes miembro.

Tabla 5.6: Errores obtenidos en la clasificación espectral de las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT. Estos resultados corresponden a la clasificación realizada con las redes neuronales de la 1er. etapa.

Red	RMS_ext_error	AV_abs_ext_error	AV_int_error	Intervalo espectral
net0	275.5	213.6	69.2	20 índices entre 3900 y 6600 Å
net1	352.3	252.5	74.7	15 índices entre 4200 y 6400 Å
net2	255.1	197.0	63.4	18 índices entre 3900 y 6200 Å

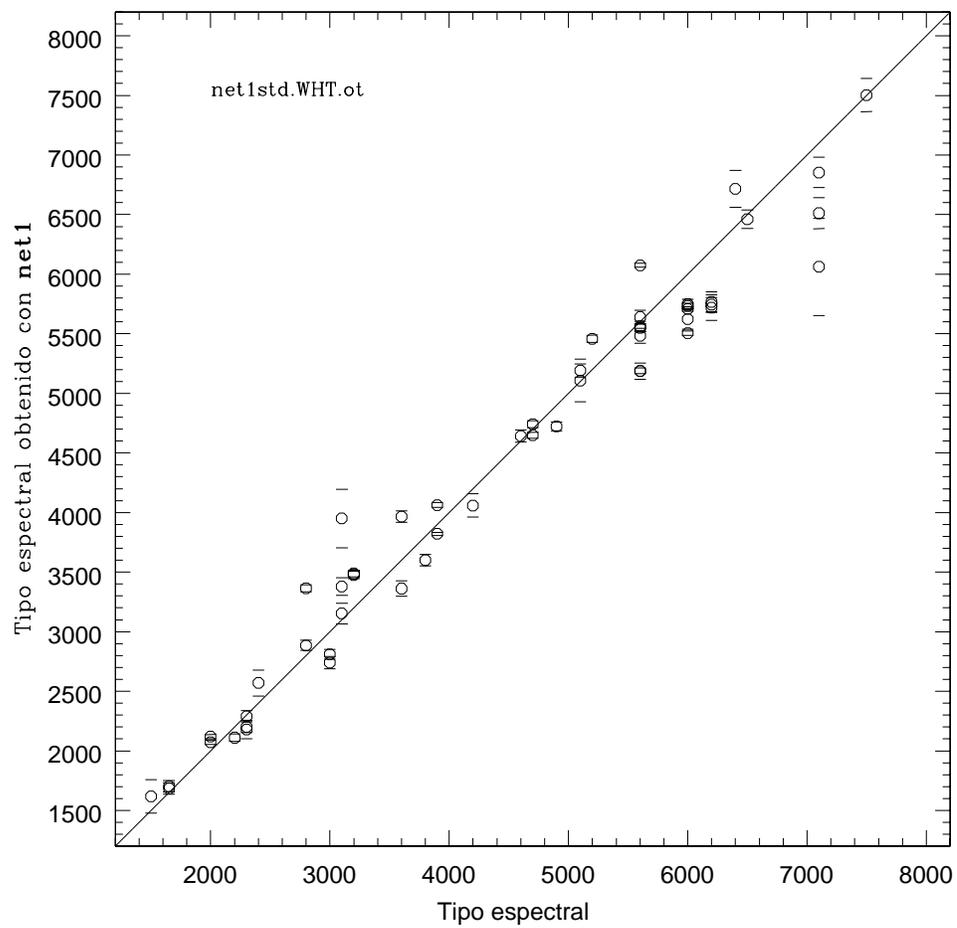


Figura 5.9: Similar a la figura 5.8, para la red **net1**.

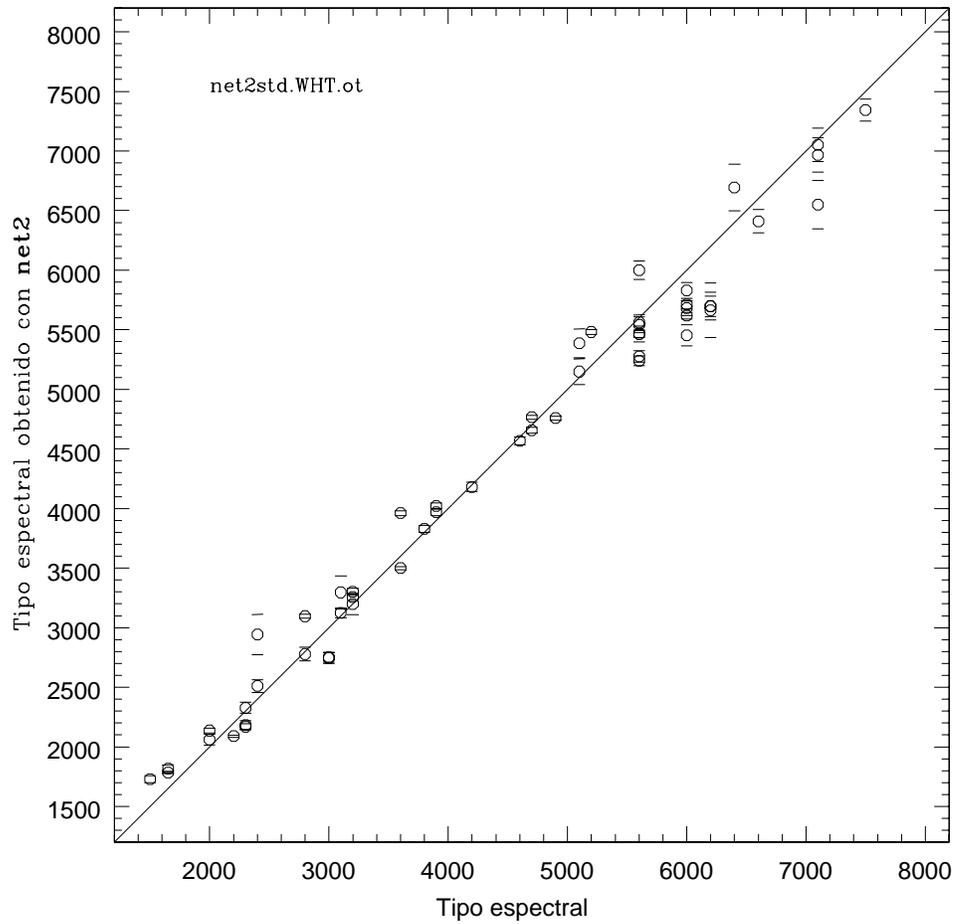


Figura 5.10: Similar a la figura 5.8, para la red **net2**.

5.4.1. Parámetros de entrada y salida

Los parámetros de entrada son, en todos los casos, parte de los índices que se definieron en el capítulo anterior. Para cada grupo estelar elegimos las líneas que son determinantes para su clasificación.

Los parámetros de salida son ahora, el tipo espectral (TE) y la clase de luminosidad (CL). Estudiamos la posibilidad de determinar ambos parámetros a la vez, utilizando la misma red neuronal, o bien determinar cada uno por separado, utilizando redes entrenadas con índices más sensibles al TE o a la CL, según fuera el caso. Por lo general los índices son sensibles a ambos parámetros; sin embargo, como se vió en el capítulo 4, algunos son más sensibles a la CL que otros.

- En el entrenamiento de las redes neuronales utilizadas para clasificar las estrellas del Grupo 1 (descrito en la sección 5.2) se emplearon los siguientes índices:

3933	4101F7	4383+4405	4861w	6563
3968+H8	4128SiII	4471	4861n	
4026	4327	4481	5335L	
4077F01	4340n	4686	5782L	

Para entrenar las redes que se aplicarán a espectros que incluyan una región espectral más hacia el azul, no se utilizó $H\alpha$, quedando por tanto, líneas con longitud de onda menor que 6000 \AA y 16 índices de entrada a estas redes (RED2AL, RED3AL, RED2ATL).

Para los espectros donde la región azul no es visible, se toman en cuenta únicamente los índices posteriores a 4300 \AA , quedando por tanto, 11 parámetros de entrada a las redes RED2Ar y RED2ARL.

Para este grupo de espectros se entrenaron también redes con un sólo parámetro de salida (TE ó CL). Las redes que sólo clasifican por TE son: RED2A3n, RED2An, RED2AT, RED2ATB y la que sólo clasifica por CL: RED2ASL. Los parámetros de entrada utilizados en este caso fueron los índices más sensibles a la CL:

4077F01, 4101F77, 4128, 4327, 4340, 4861w, 4861n, 5782, 5895, 6496S y 6563.

- Para el Grupo 2, (estrellas A, F y K, hasta K4) se utilizaron los índices:

3933	4128SiII	4340n	4861n	5895L
3968+H8	4172+78	4383+4405	5177	6122
4033+45	4227S	4455S	5270	6162
4077F01	4300GS	4531L	5335L	6496
4101F7	4327	4861w	5782L	6563

Para entrenar las redes que se aplicarán a espectros que incluyan la región azul (RED2Gb, RED2GL y RED2GLTa) se utilizan sólo índices con $\lambda < 6200 \text{ \AA}$, mientras que para clasificar espectros donde la region azul es muy débil, se utilizan los índices con $\lambda > 4200$ para entrenar las redes: RED2Gr, RED2GRL y RED2GRLa.

En este caso se entrenaron también redes para clasificar el tipo espectral y la clase de luminosidad por separado: RED2G, RED2Gr, RED2Gb y RED2GT para TE y RED2GSL para CL. En ambos casos el número de parámetros de entrada es diferente pues sólo incluye las líneas que son sensibles al TE o a la CL según el caso. Para realizar la clasificación en CL se utilizaron los índices:

4128, 4172+78, 4327, 4340, 4531, 5177, 5782, 5895L, 6496S y 6496.

- Finalmente, para el Grupo 3, que incluye a estrellas K y M, se utilizaron los índices:

4227S	4455S	4961M	5335L	6200M
4300GS	4861w	5177M	5900b	6200b
4340	4861n	5177	6122	6496S
4383+4405	4961TiO	5270	6162	6563

Los primeros cinco índices no se utilizan cuando se entrenan los comités RED2KR y RED2KRL con los espectros de Jacoby y de MOS, ya que estos últimos espectros se inician en 4800 Å.

5.4.2. Catálogos de entrenamiento y de validación

En esta segunda etapa construimos tres catálogos de entrenamiento, uno para cada grupo de tipos espectrales (sección 5.2), eligiendo parte de los espectros del conjunto original generado a partir del atlas de Jacoby. Cada catálogo incluye exclusivamente estrellas dentro del mismo grupo. Esto reduce en gran medida el tamaño de los catálogos de entrenamiento (tabla 5.7). Por esta razón trabajamos también con el catálogo completo (de 4392 entradas), que incluye estrellas de todos los tipos espectrales, y comparamos los resultados obtenidos en ambos casos, es decir comparamos como clasifican las redes entrenadas y aplicadas al mismo tipo de espectros respecto a las que son entrenadas con todo tipo de espectros (RED2AL vs. RED2ATL por ejemplo). Los resultados que obtuvimos muestran que el utilizar una red entrenada únicamente con espectros del mismo grupo al cual se aplica, permite obtener una mayor precisión en la clasificación.

Para probar la clasificación que realiza cada una de las redes, se construyeron también tres catálogos de validación con estrellas O, B y A el primero de ellos, con estrellas de los mismos tres Grupos. El número de espectros en cada catálogo de validación fue de 540, 612 y 348 respectivamente (tabla 5.7).

Hay que recordar que la diferencia entre los catálogos de entrenamiento no es sólo el tipo de estrellas que los conforma, sino también los índices que se utilizan para el entrenamiento.

5.4.3. Arquitectura de las redes

En la tabla 5.7 se presentan las diversas arquitecturas que se probaron, los errores obtenidos al aplicar las redes a los catálogos de validación y el número de entradas del catálogo de entrenamiento utilizado (N_{train}) y del catálogo de validación (N_{val}). Como podemos observar, se entrenaron redes con dos capas ocultas de 30, 40 o 50 nodos cada una, analizándose dos opciones de catálogos de entrenamiento para cada grupo y dos opciones de parámetros de salida:

Tabla 5.7: Precisión obtenida en la clasificación espectral de las estrellas de los catálogos de validación formados por estrellas de los tres grupos definidos en la Sección 5.2.

Red	Iter.	RMSext_err	AVext_err	AVint_err	Arquitect.	Nval	Ntrain	Indices
RED2A3n	0700	224.0	168.3	72.9	16:30:30:1	540	1692	3933 - 5782
RED2An	0080	212.4	159.8	50.9	16:40:40:1	540	1692	3933 - 5782
RED2ASL	0300	1.184	0.885	0.505	11:30:30:1	540	1692	4077-6563
RED2ASL	0320	1.192	0.889	0.511	11:30:30:1	540	1692	sólo CL
RED2ARL	0850	226.6	175.2	81.7	11:40:40:2	612	1836 ²	4327 - 6563
RED2ARL	0850	1.283	0.871	0.308			Lum.	Err min TE y CL
RED2ARLa	1300	206.4	152.2	135.6	11:40:40:2	612	1836	4327 - 6563
RED2ARLa	1300	1.274	0.859	0.574			Lum	Err mínimo TE
RED2ARLa	1800	208.2	152.7	145.8	11:40:40:2	612	1836	4327 - 6563
RED2ARLa	1800	1.254	0.868	0.652			Lum.	Err mínimo CL
RED2AT	0720	245.1	197.0	56.6	17:40:40:1	540	4392	3933 - 6563
RED2ATB	0640	236.0	188.4	47.0	16:50:50:1	540	4392	3933 - 5782
RED2AL	0140	179.0	135.2	47.9	16:50:50:2	540	1692	3933 - 5782
RED2AL	0140	1.212	0.947	0.20			Lum.	Err mínimo TE
RED2AL	1050	204.0	148.6	71.6	16:50:50:2	540	1692	3933 - 5782
RED2AL	1050	0.976	0.752	0.398			Lum.	Err mínimo CL
RED3AL	1400	184.2	133.9	70.9	16:30:30:2	540	1692	3933 - 5782
RED3AL	1400	1.036	0.758	0.510			Lum.	Err mínimo CL
RED3AL	2100	177.3	126.8	85.2	16:30:30:2	540	1692	3933 - 5782
RED3AL	2100	1.076	0.775	0.604			Lum.	Err mínimo TE
RED2ATL	3900	225.8	176.1	86.5	16:50:50:2	540	4392	3933 - 5782
RED2ATL	3900	1.390	1.070	0.486			Lum.	Err mínimo CL
RED2ATL	5000	214.5	157.0	101.9	16:50:50:2	540	4392	3933 - 5782
RED2ATL	5000	1.453	1.088	0.640			Lum.	Err mínimo TE
RED2G	0340	162.4	122.5	26.0	20:40:40:1	612	2808	3933 - 6563
RED2Gr	0640	199.2	153.5	33.7	15:40:40:1	612	2808	4227 - 6563
RED2Gb	0060	154.4	118.9	18.8	15:40:40:1	612	2808	3933 - 5335
RED2GSL	0140	1.074	0.860	0.240	10:50:50:1	612	2808	4128 - 6496
RED2GSL	0170	1.074	0.859	0.282	10:50:50:1	612	2808	sólo CL
RED2GT	0700	257.4	165.7	41.1	20:50:50:1	612	4392	3933 - 6563 sólo TE
RED2GL	0680	168.1	122.8	48.4	23:50:50:2	612	2808	3933 - 6162
RED2GL	0680	1.030	0.820	0.320			Lum.	Err mínimo CL
RED2GL	4300	147.3	107.7	78.3	23:50:50:2	612	2808	3933 - 6162
RED2GL	4300	1.110	0.864	0.567			Lum.	Err mínimo TE
RED2GLT	0300	240.7	182.2	89.4	25:50:50:2	612	4392	3933 - 6563
RED2GLT	0300	1.104	0.920	0.230			Lum.	Err mínimo CL
RED2GLT	2200	227.3	154.7	75.9	25:50:50:2	612	4392	
RED2GLT	2200	1.166	0.977	0.447			Lum.	Err mínimo TE
RED2GRL	0660	191.8	143.7	46.7	19:40:40:2	612	2808	4227 - 6563
RED2GRL	0660	1.054	0.831	0.228			Lum.	Err mínimo CL
RED2GRLa	1600	181.3	138.1	92.4	19:40:40:2	612	2808	4227 - 6563
RED2GRLa	1600	1.082	0.783	0.479	19:40:40:2	612	Lum	
RED3GRLa	1000	199.7	144.9	90.7	18:30:30:2	612	2808	(4227-6500)
RED3GRLa	1000	1.147	0.875	0.537	18:30:30:2	612	Lum	
RED2KA	0270	128.4	105.6	100.1	21:40:40:1	216	720	JAC 4227 - 6563
RED2KR	0640	72.7	57.2	17.7	16:40:40:1	348	1941	JAC+MOS 4861 - 6563
RED2KT	0660	103.7	74.7	56.8	18:50:50:1	348	5613	JAC+MOS en ambos cat.
RED2KRL	0050	194.9	174.1	42.2	16:40:40:2	348	1941	4861 - 6563
RED2KRL	0050	0.912	0.647	0.123			Lum.	Err mínimo CL
RED2KRL	0800	110.2	98.5	54.7	16:40:40:2	348	1941	4861 - 6563
RED2KRL	0800	1.327	1.127	0.298			Lum.	Err mínimo TE
RED2KRLa	0900	109.3	95.9	41.6	16:40:40:2	348	1941	4861 - 6563
RED2KRLa	0900	1.117	0.945	0.453			Lum.	Err mínimo TE
RED2KRL	1300	122.0	107.0	45.7	16:40:40:2	216	1941	4861 - 6563
RED2KRL	1300	1.123	1.109	0.362				

- obtener el tipo espectral y la clase de luminosidad por separado, utilizando redes diferentes
- o bien, obtener ambos parámetros simultáneamente como salida de una misma red.

Observamos que la primer opción no ayuda a mejorar la precisión de la clasificación, contrariamente a lo que se puede prever (las razones las veremos más adelante; sección 5.4.5). Por ello decidimos utilizar redes neuronales con ambos parámetros como salida.

5.4.4. Análisis de los errores en los procesos de entrenamiento y de validación

Al igual que en la primera etapa de clasificación, con cada una de las arquitecturas de red analizadas, se realizó un seguimiento de los errores de entrenamiento y de validación en función del número de iteraciones del proceso. En las figuras 5.11 a 5.15 se representan gráficamente estos resultados en los casos de las redes elegidas para realizar la segunda etapa de clasificación.

Como podemos observar, en estas figuras se muestra el seguimiento del error en el proceso de validación de ambos parámetros de salida (TE y CL). Observamos que el error

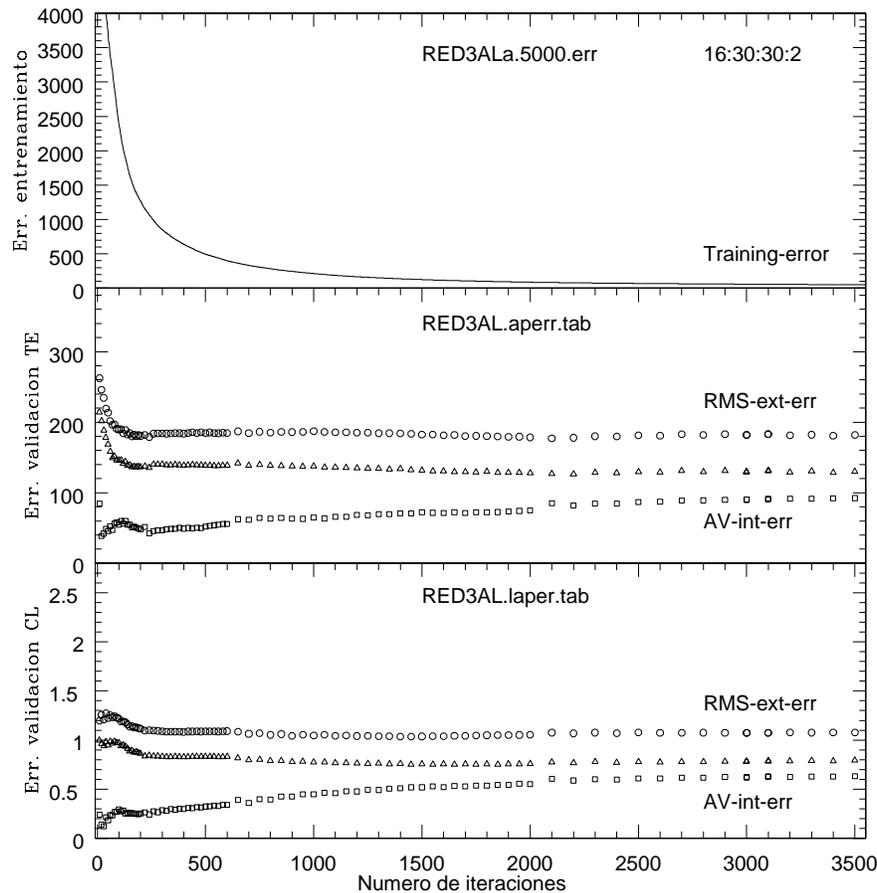


Figura 5.11: Gráfica superior: comportamiento del error de entrenamiento del comité RED3AL con el número de iteraciones. Gráfica intermedia: comportamiento del error en la clasificación del TE al validar la misma red. Gráfica inferior: error en la validación de la CL.

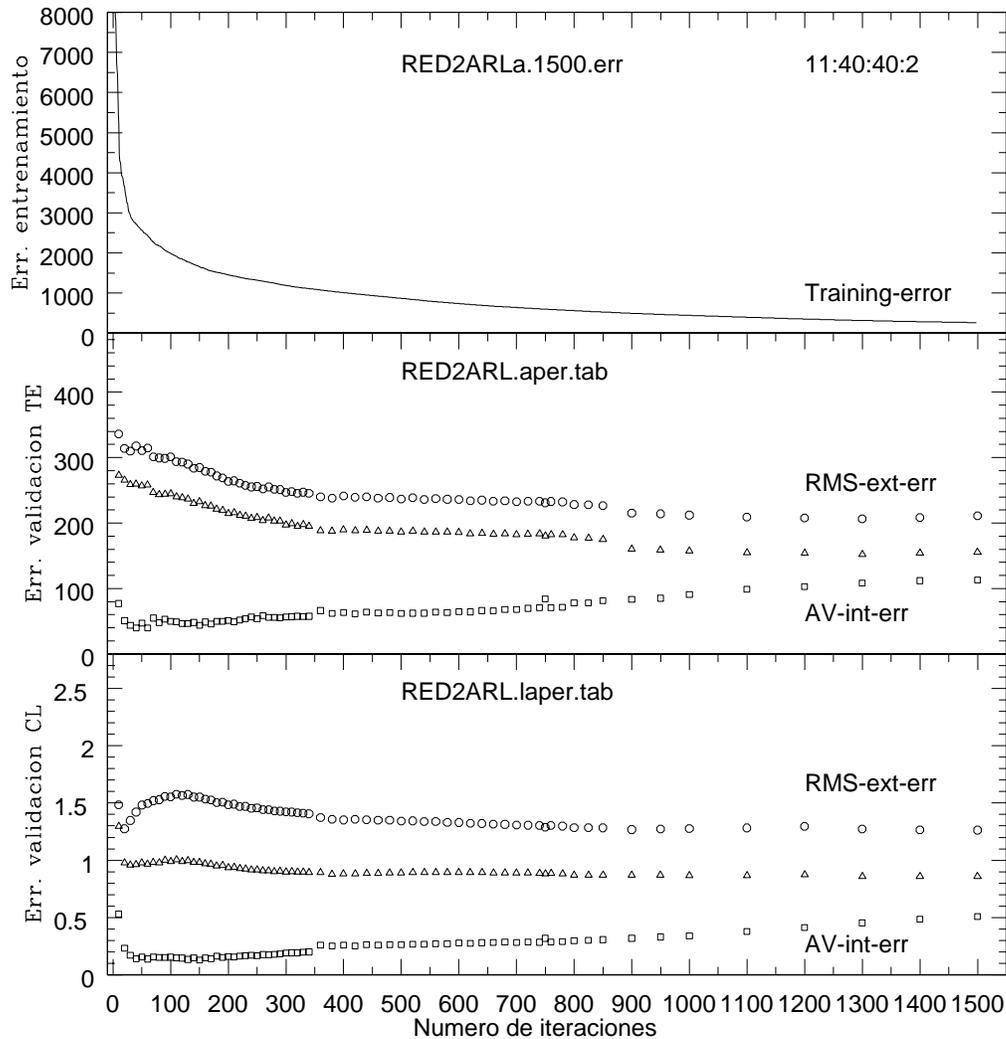


Figura 5.12: Como la figura 5.11, para el comité de redes RED2ARL.

mínimo en la validación no se alcanza siempre con el mismo número de iteraciones para ambos parámetros, sin embargo la diferencia en los resultados de la clasificación realizada con las redes de uno u otro número de iteraciones, no es importante, a menos que la diferencia en el número de iteraciones fuese muy grande.

También es conveniente hacer notar que en algunos casos existe un mínimo en el error de validación para un número relativamente pequeño de iteraciones (60 u 80), a pesar de que el error de entrenamiento en ese mismo momento (número de iteraciones) no se ha estabilizado aún, encontrándose en una zona donde sigue descendiendo rápidamente (ver figuras 5.12 y 5.13). En estos casos, elegimos un número mayor de iteraciones para el cual, tanto el error de entrenamiento como el de validación, se encuentren estabilizados muy cerca del mínimo, aunque no coincidan estrictamente con él.

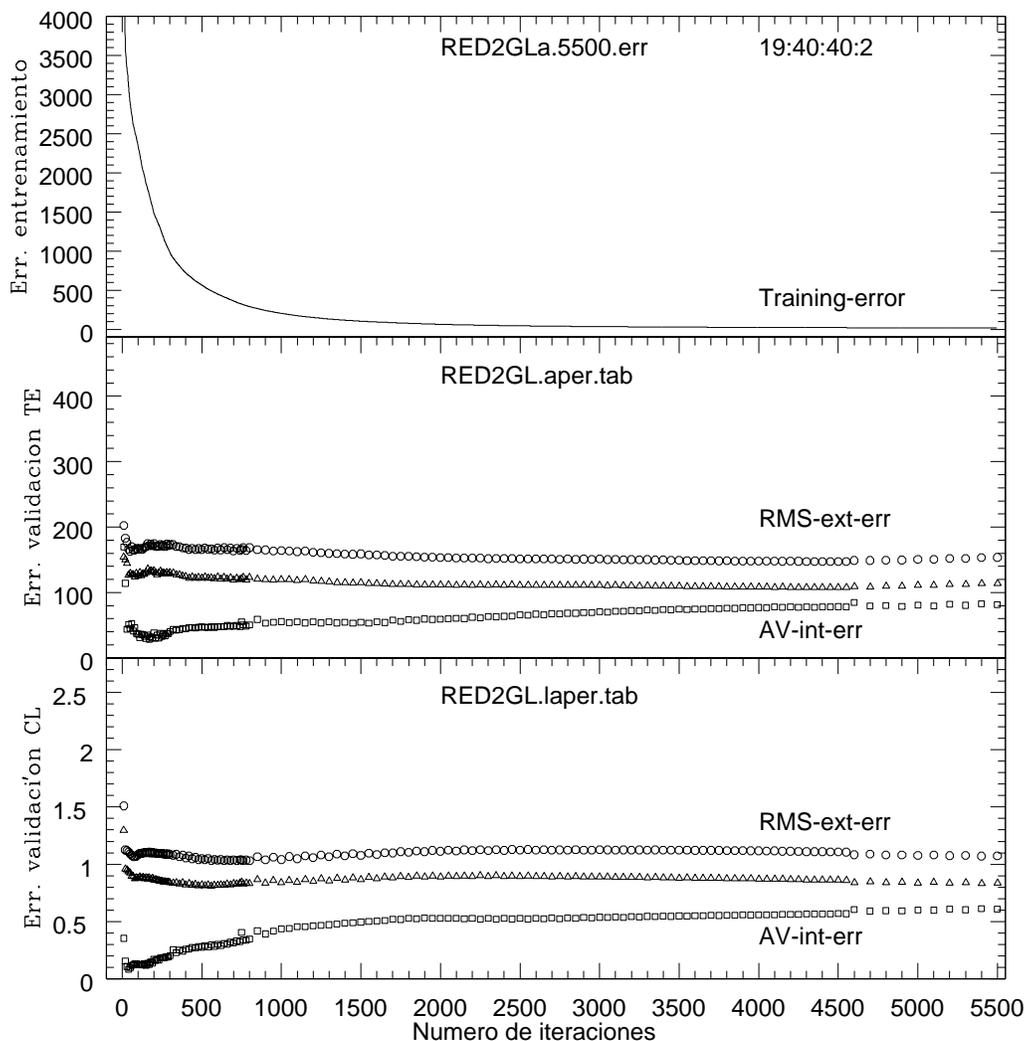


Figura 5.13: Como la figura 5.11, para el comité de redes RED2GL.

5.4.5. Resultados de la segunda etapa de clasificación y su análisis.

Como hemos mencionado, existían dos posibilidades: clasificar por separado el tipo espectral y la clase de luminosidad, o bien, obtener ambos parámetros como salida de la misma red neuronal. Evaluamos ambas posibilidades y, como podemos ver en la Tabla 5.7, encontramos que la precisión alcanzada en la clasificación es muy similar en ambos casos, contrariamente a lo que se esperaba. Es probable que esto se deba principalmente a dos razones:

- 1) que las líneas más sensibles a la gravedad, son por lo general más débiles y
- 2) que dichas líneas dependen también fuertemente de la temperatura.

Existen líneas espectrales que dependen casi exclusivamente de la temperatura (es decir, del tipo espectral), sin embargo la mayoría de las líneas que son útiles para determinar la CL dependen fuertemente de ambos parámetros estelares, temperatura y gravedad.

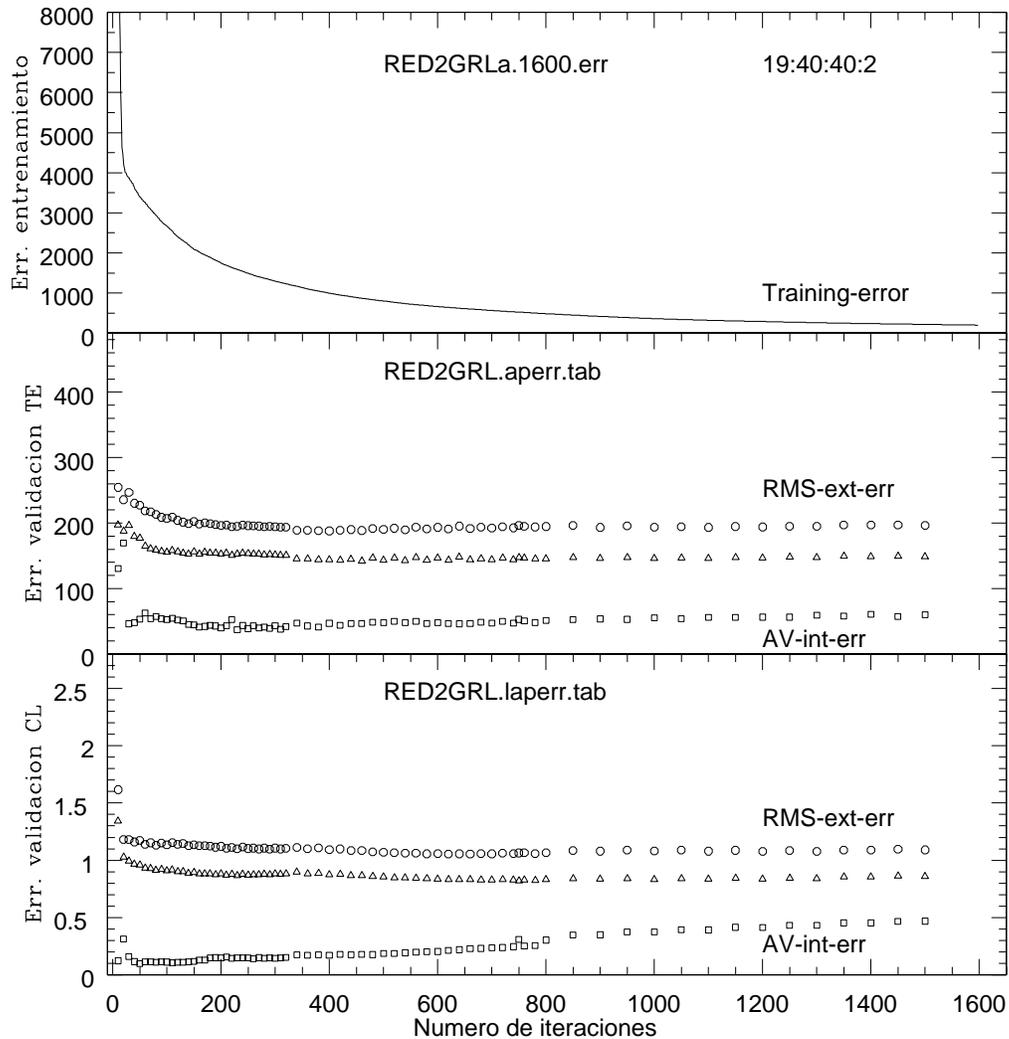


Figura 5.14: Como la figura 5.11, para el comité de redes RED2GRL.

Este hecho sugiere la necesidad de determinar primero el TE y posteriormente la CL, utilizando redes entrenadas específicamente para ello. Para lograrlo sería ideal contar con redes neuronales que clasificaran por CL cada uno de los tipos espectrales (O, B, A, etc.), lo que demandaría catálogos de entrenamiento especiales para cada tipo espectral y con ello un mayor número de espectros susceptibles de formar parte del catálogo de entrenamiento. Los catálogos espectrales más recientes (ver sección 3.2.3 y referencias allí mencionadas) podrían utilizarse con este fin, lo que representa una interesante posibilidad de trabajo futuro.

Con el fin de analizar el efecto del ruido en la precisión de la clasificación en esta segunda etapa, procedimos de la misma forma que con la primera etapa de clasificación (sección 5.3.4), comparando la clasificación de tres subconjuntos de espectros con diferente

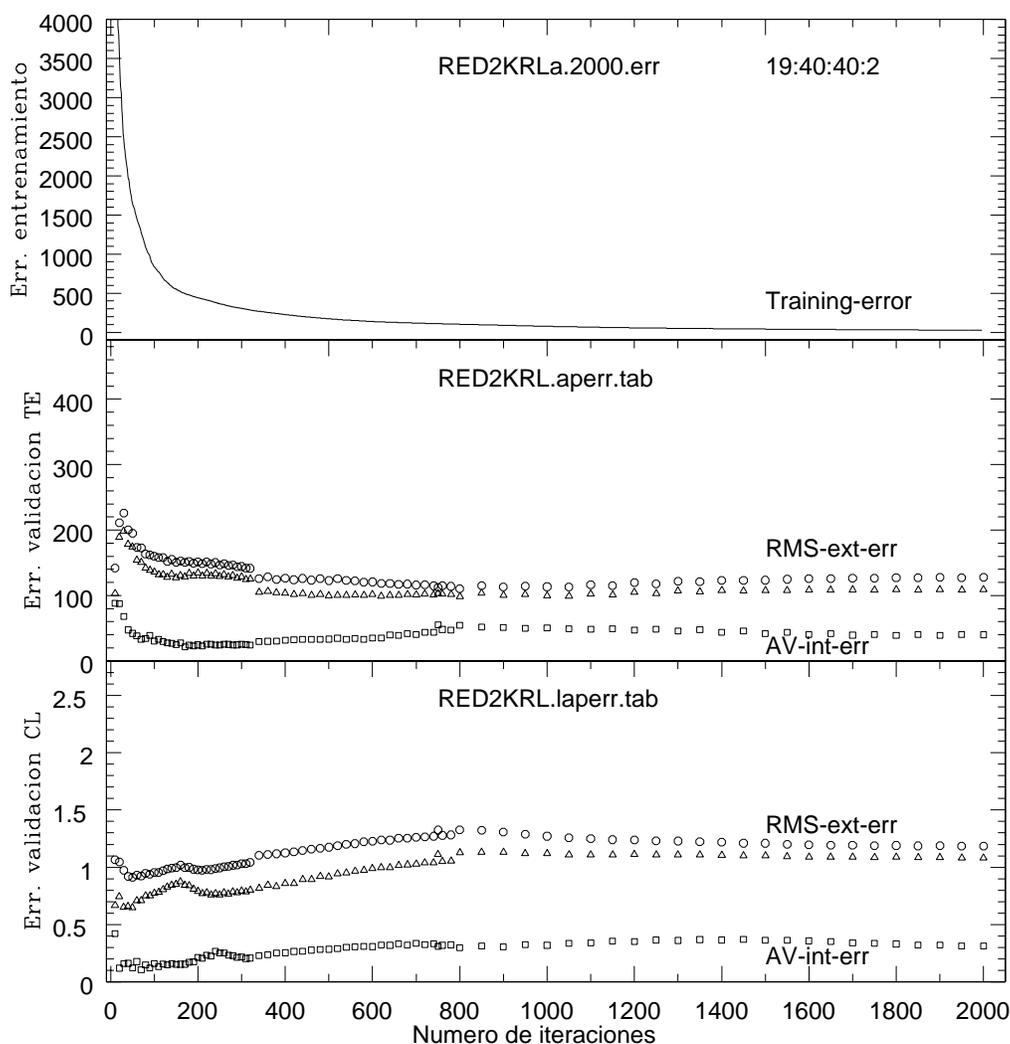


Figura 5.15: Como la figura 5.11, para RED2KRL.

S:N. En la figura 5.16 se presentan los resultados de esta comparación para el caso de uno de los comités de redes (RED2GL). Como podemos observar, el error en la clasificación es considerablemente mayor cuando el cociente S:N es menor que 20 (símbolos en azul), llegando a ser de más del doble en algunos casos. El promedio RMS de los errores guarda aproximadamente la misma relación que los obtenidos en la primera etapa (tabla 5.5).

5.4.6. Segunda etapa de clasificación para las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT

Al igual que en la primera etapa de clasificación, utilizamos las redes neuronales con las arquitecturas elegidas para clasificar los espectros de las estrellas del catálogo de Jacoby obtenidos en el WHT. En la Tabla 5.8 se presentan los resultados de esta clasificación. Como

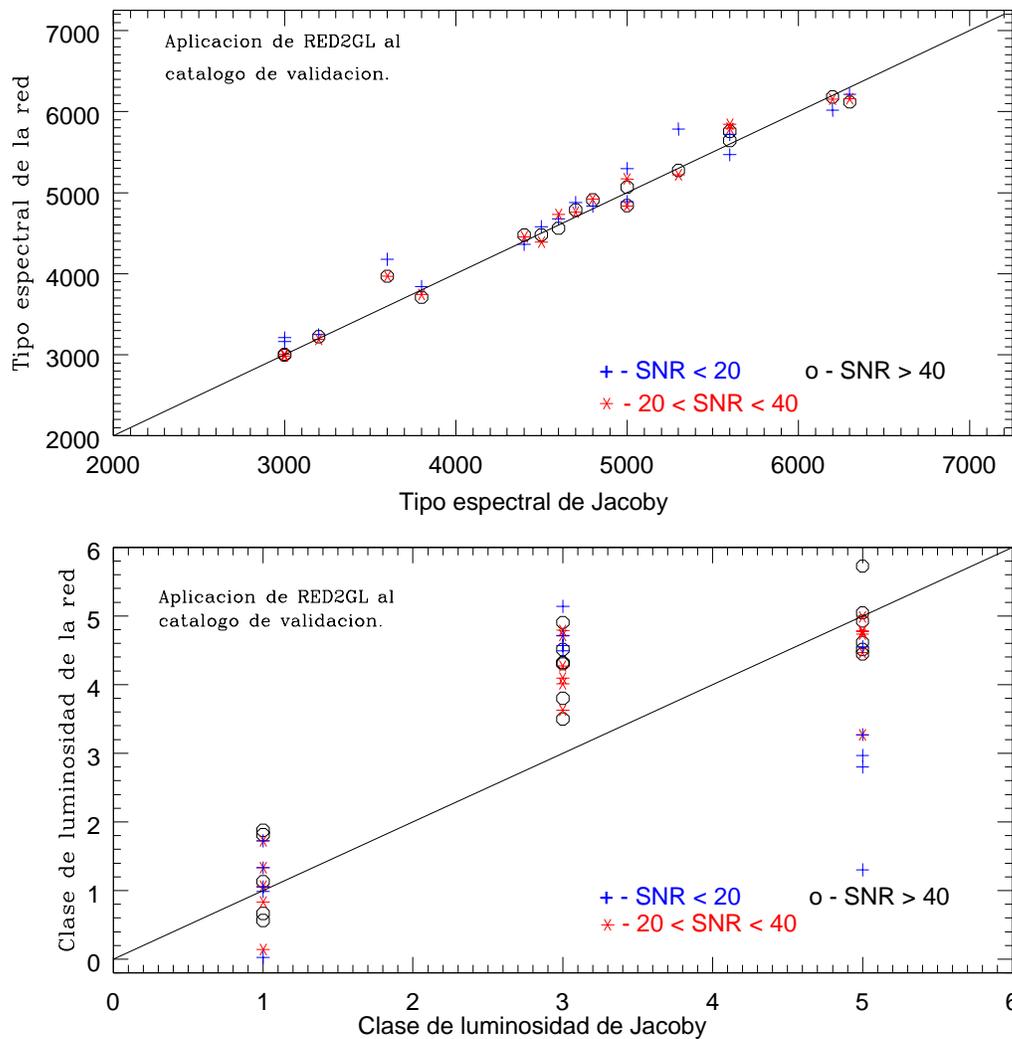


Figura 5.16: Gráfico superior: comparación de la clasificación en tipo espectral, hecha con la red neuronal RED2GL de espectros con diferente cociente de señal a ruido (S:N). Gráfico inferior: comparación de la clasificación en clase de luminosidad, de espectros con diferente S:N.

podemos observar, la precisión en la clasificación supera considerablemente la obtenida en la primera etapa de clasificación, llegando a obtenerse, con uno de los comités (RED3AL), una precisión de un subtipo espectral.

Al analizar más detalladamente los resultados, observamos que las estrellas que no son clasificadas correctamente son, principalmente, de tipo M0 y M1. Esto se puede deber a que en estas estrellas la línea 4227 de Ca I es fundamental para la determinación del TE y, recordemos que esa línea no se incluyó en el entrenamiento de los comités aplicables al Grupo 3 para poder utilizar los espectros de MOS.

Es probable también, que la razón del mayor error en la clasificación espectral de las estrellas M debamos buscarlo en la normalización de los espectros, pues es precisamente en este tipo de estrellas donde las bandas de absorción hacen muy difícil realizar una cor-

Tabla 5.8: Precisión obtenida en la clasificación espectral de las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT.

Red	RMS_ext_error	AV_abs_ext_error	AV_int_error	Intervalo espectral	Niter
RED2ARLa	163.3	115.2	111.4	11 índices entre 4300 y 6600 Å	1300
RED2ARLa	1.39	0.98	0.61	medidas del error para CL	1800
RED3AL	89.6	65.9	85.1	16 índices entre 3900 y 5900 Å	2100
RED3AL	1.04	0.71	0.43	medidas del error para CL	1400
RED2GRL	297.3	219.9	50.5	19 índices entre 4200 y 6600 Å	0400
RED2GRL	1.45	1.18	0.32	medidas del error para CL	0660
RED2GRLa	261.3	205.0	123.9	19 índices entre 4200 y 6600 Å	1600
RED2GRLa	1.18	0.89	0.62	medidas del error para CL	1600
RED2GL	206.9	165.0	50.4	23 índices entre 3900 y 6200 Å	680
RED2GL	1.241	0.935	0.412	medidas del error para CL	680
RED2GL	176.0	138.7	70.8	23 índices entre 3900 y 6200 Å	4300
RED2GL	1.027	0.706	0.612	medidas del error para CL	4300
RED2KRL	295.7	246.3	50.6	16 índices entre 4800 y 6600 Å	800
RED2KRL	1.29	1.04	0.40	medidas del error para CL	800
RED2KRL	287.6	240.3	46.7	16 índices entre 4800 y 6600 Å	1300
RED2KRL	1.29	1.04	0.43	medidas del error para CL	1300
RED2KRL	254.9	190.8	29.9	16 índices entre 4800 y 6600 Å	050
RED2KRL	1.29	1.038	0.117	medidas del error para CL	050
RED2KRLa	303.6	251.2	53.4	16 índices entre 4800 y 6600 Å	900
RED2KRLa	1.17	0.99	0.49	medidas del error para CL	900

recta normalización del mismo. Cuando una banda es muy prominente, es frecuente que la función que se ajusta al continuo para normalizar el espectro, siga el perfil de la banda, al menos parcialmente, eliminando parte de ella.

En las figuras 5.17 a 5.21 se presenta la clasificación de las estrellas observadas en el WHT, comparando la realizada por dos redes neuronales con las mismas características pero diferente número de iteraciones. Los números corresponden al mínimo en el error de clasificación del catálogo de validación, tanto en TE como en CL.

Lo que podemos concluir de estas figuras y de la tabla 5.8 es que la clasificación en TE mejora considerablemente con esta segunda etapa y es posible realizarla con un error menor de 2 subtipos espectrales, llegando en algunas ocasiones a un subtipo.

En cuanto a la clasificación en clase de luminosidad, ésta es notoriamente más problemática, el error RMS siempre es superior a uno, es decir, la red no es capaz de distinguir entre una supergigante (I) y una gigante brillante (II) o entre una estrella de secuencia principal (V) y una subgigante (IV). Esto, por otro lado, es de esperar dada la extrema escasez de estrellas con clase de luminosidad II y IV en los catálogos de entrenamiento y validación.

No obstante, el carácter marcadamente discreto de la CL nos permitirá, como veremos en el capítulo 7, encontrar otras formas de solucionar este problema.

En el caso de las estrellas más calientes (O, B y A; figuras 5.17 y 5.18) la clasificación

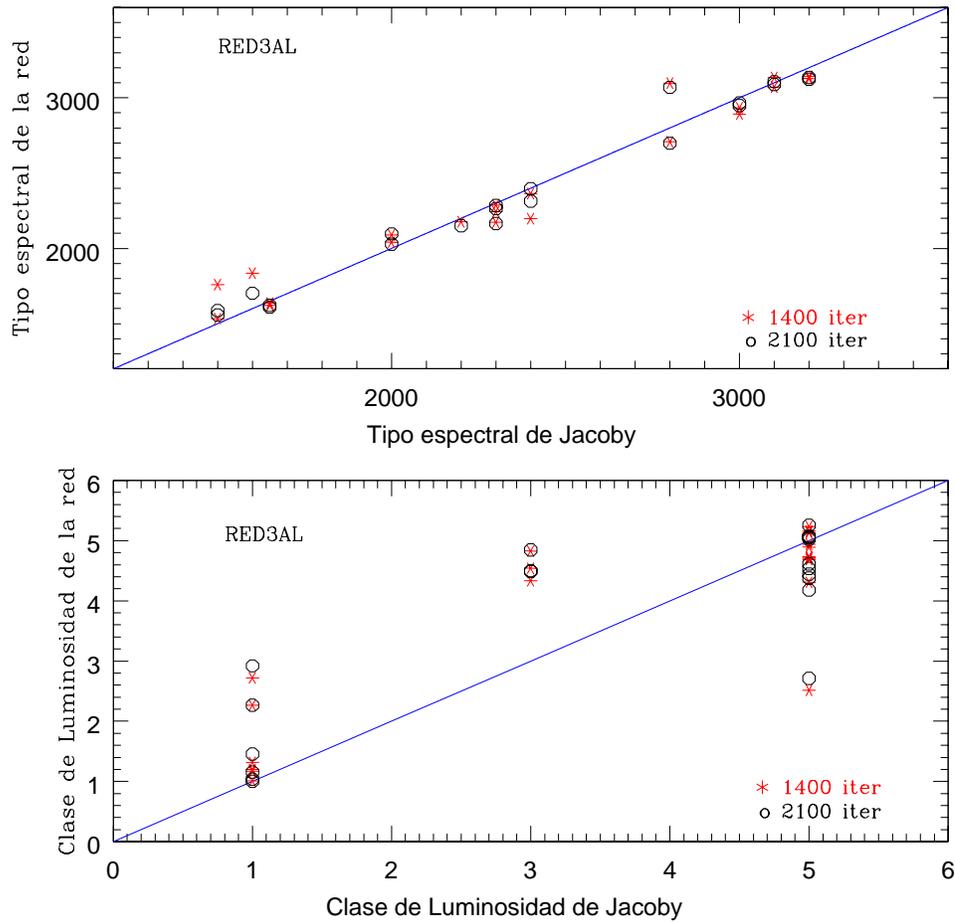


Figura 5.17: Tipo espectral y clase de luminosidad de las estrellas del catálogo de Jacoby observadas en el WHT pertenecientes al Grupo 1. La clasificación se realizó con el comité de redes **RED3AL**. Las líneas horizontales indican la barra de incertidumbre, correspondiente al error intrínseco del comité de redes. En este gráfico comparamos la clasificación realizada por dos redes de las mismas características pero diferente número de iteraciones (el correspondiente al mínimo en el error de clasificación del TE y el correspondiente al mínimo en la clasificación por CL del catálogo de validación, ver tabla 5.8).

más precisa en TE se logra utilizando las redes entrenadas con los índices de la región azul (RED3AL). Esto es de esperar, pues es en esa región espectral donde se localizan las líneas que predominan en estas estrellas. En cuanto a la CL, en las figuras 5.17 y 5.18 se hace evidente que no será posible distinguir las estrellas gigantes (CL=3) de las enanas (CL=5), mientras que las supergigantes, en su mayoría, logran distinguirse.

La clasificación en TE de las estrellas del segundo grupo (A, F, G y K tempranas) se logra realizar con un error promedio poco mayor a 1.5 subtipos espectrales; sin embargo la clasificación en CL es, de nuevo, menos precisa. En este grupo, las redes que utilizan

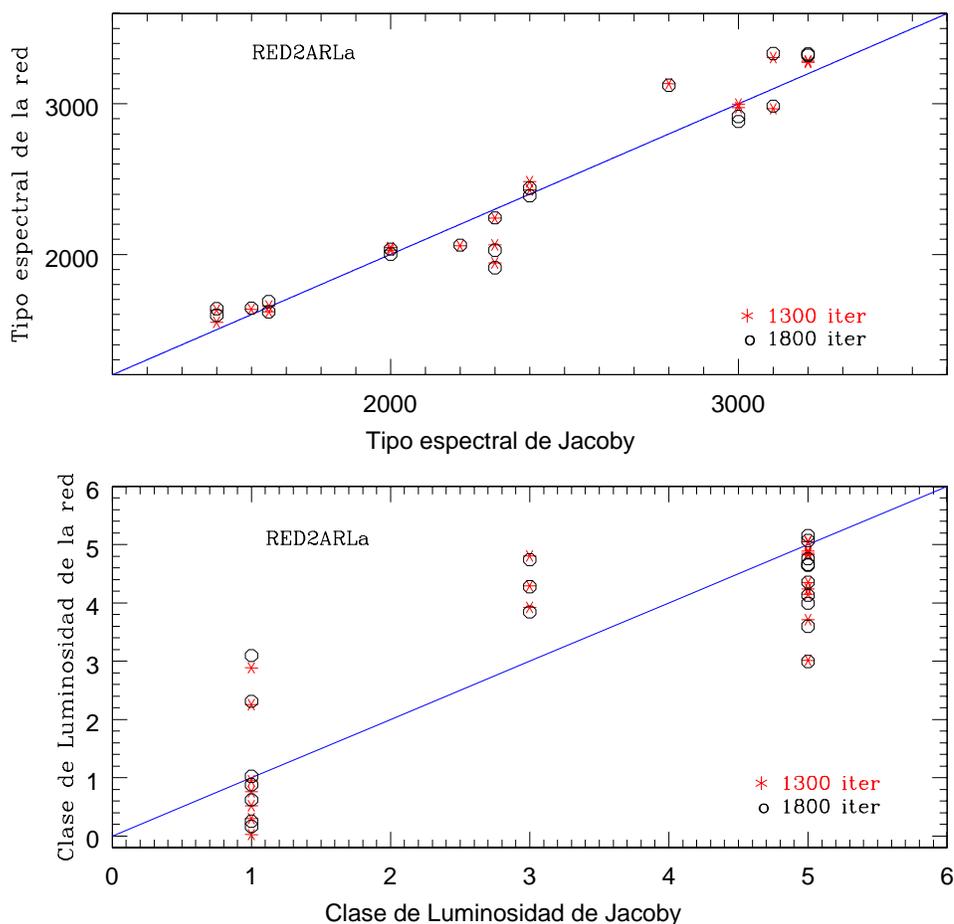


Figura 5.18: Similar que la figura 5.17, para el comité de redes **RED2ARL**.

índices de la región azul (RED2GL) son las que permiten clasificar con mayor precisión el TE. El comportamiento de los índices utilizados (analizado en el capítulo anterior), hace pensar que esto se debe, principalmente, a los índices asociados a las líneas $\lambda 3933$ y $\lambda 3968$, ausentes en RED2GRL. En las figuras 8.19 y 8.20 observamos que el TE se determina mejor con la red RED2GL y 4300 iteraciones, aunque no existe mucha diferencia con la red de 680 iteraciones. En cuanto a la CL, observamos que la RED2GL con 4300 iteraciones nos permite separar (en el límite) las estrellas gigantes de las enanas, pero no así de las supergigantes.

Las estrellas del tercer grupo, es decir las estrellas K tardías y M del catálogo de validación, se logran clasificar en TE con un error RMS muy próximo a un subtipo espectral, utilizando los índices con $\lambda > 4861 \text{ \AA}$ (RED2KRL); sin embargo la clasificación de las estrellas observadas en el WHT no llega a ser tan precisa. Esto puede deberse, como ya se

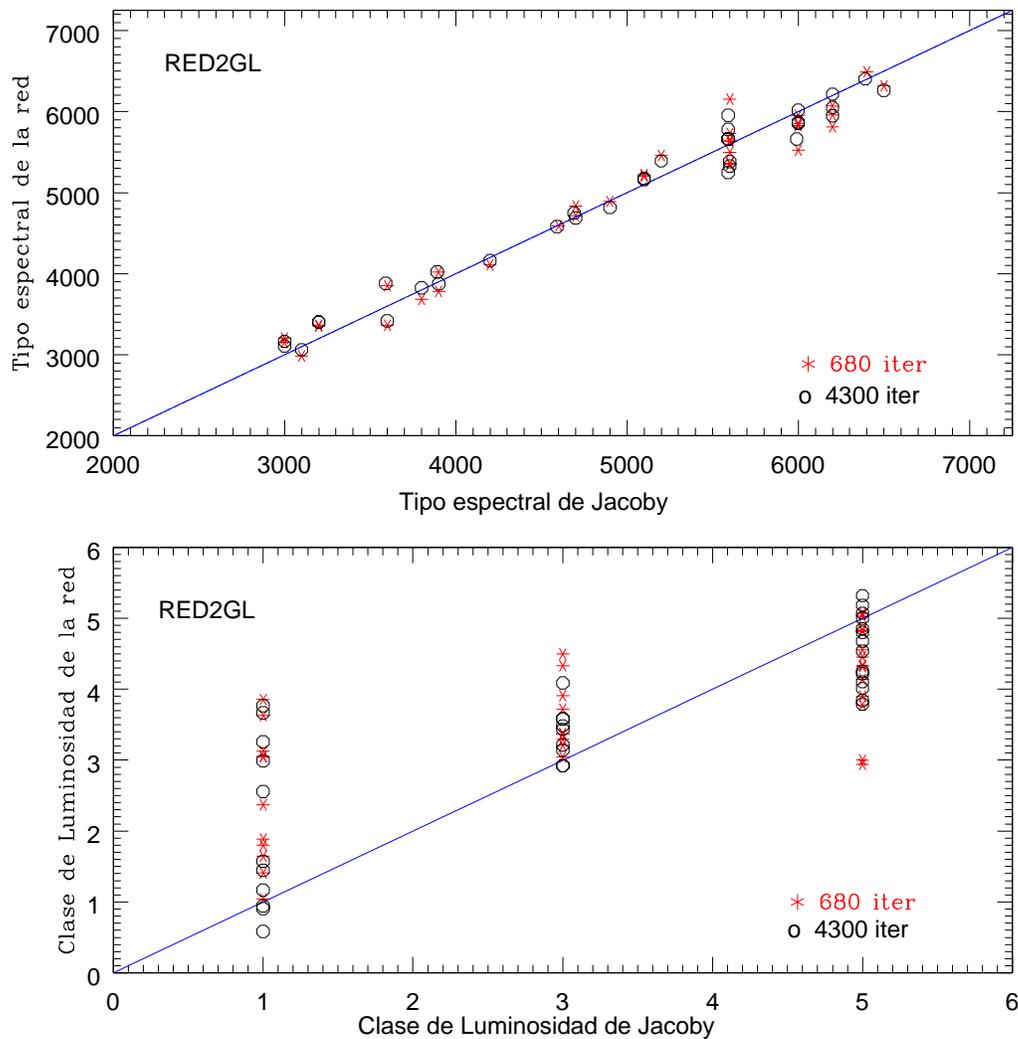


Figura 5.19: Similar a la figura 5.17, para estrellas del Grupo 2 y el comité de redes **RED2GL**.

mencionó, a la ausencia de líneas como $\lambda 4227$ que son importantes para la clasificación de estrellas M tempranas.

Como podemos observar en la figura 5.21, la CL en las estrellas tardías logra diferenciarse si consideramos la clasificación en CL hecha con la RED2KRL de 1300 iteraciones. Con esta red es posible diferenciar las estrellas gigantes (III) de las estrellas enanas (V), aunque las supergigantes no fueron clasificadas adecuadamente en su totalidad. En cuanto a la clasificación en TE, observamos que la red con 50 iteraciones logra realizar una clasificación más precisa; sin embargo es necesario confirmar su capacidad de clasificación con otros catálogos de prueba antes de utilizarla con espectros de TE desconocido.

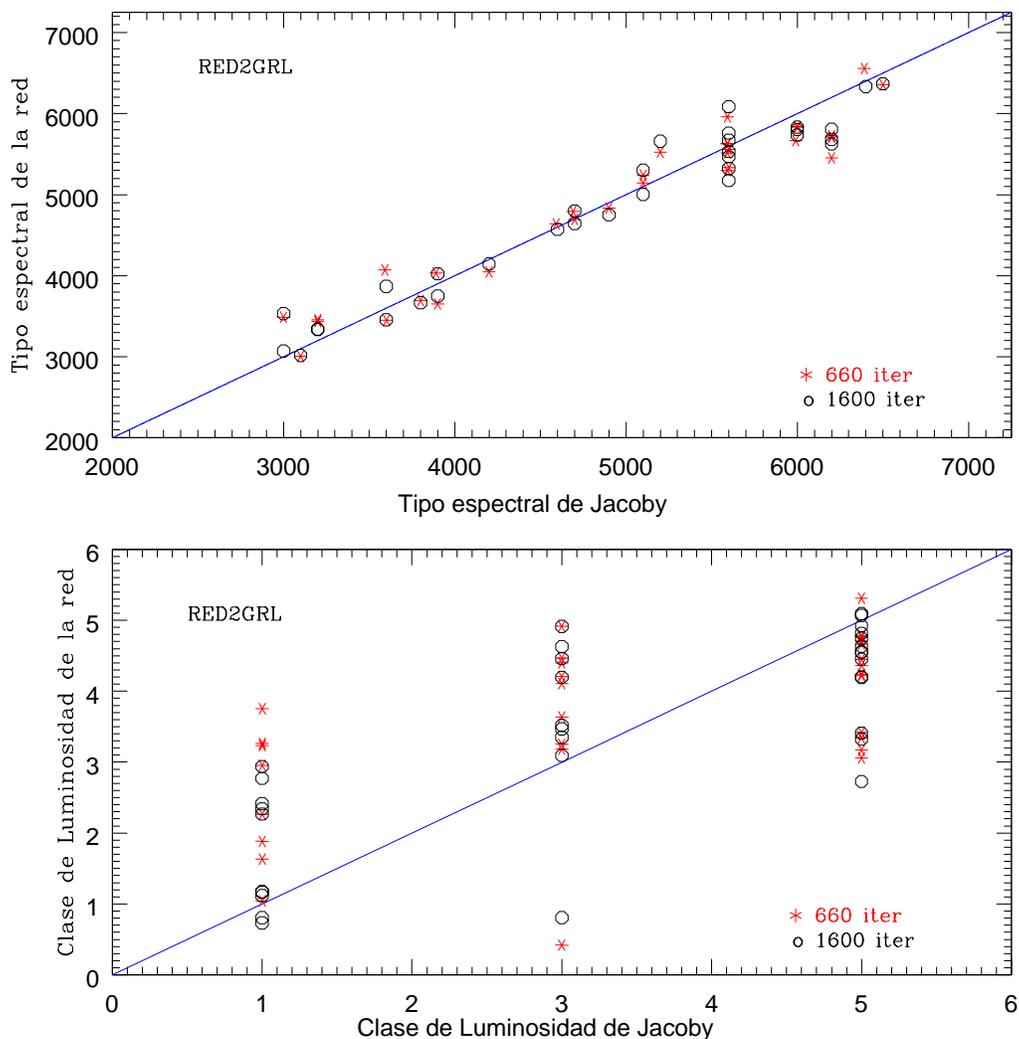


Figura 5.20: Similar a la figura 5.17, para estrellas del Grupo 2 y el comité de redes **RED2GRL**.

5.5. Conclusiones

Las principales conclusiones de este capítulo son:

- La clasificación realizada con la primera etapa de redes neuronales resultó más exitosa de lo que esperábamos, tomando en cuenta que el entrenamiento de estas redes incluía líneas características de todos los tipos espectrales, entre ellas líneas, como las de la serie de Balmer, que presentan degeneración en sus índices, lo cual puede producir confusión en la red.
- En ambas etapas de clasificación es notorio el efecto de una S:N baja pero especialmente en la segunda etapa, donde la precisión de la clasificación se ve afectada más seriamente.

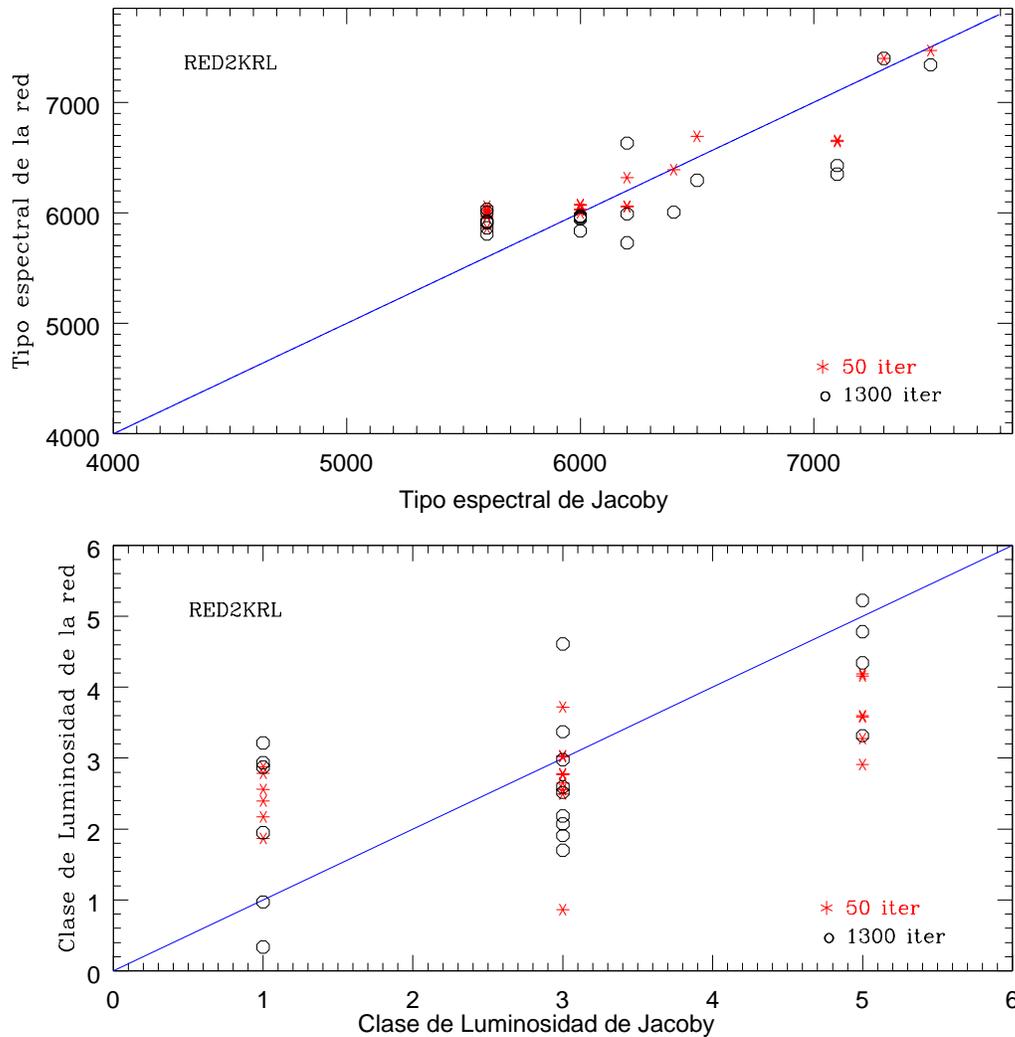


Figura 5.21: Similar a la figura 5.17, para estrellas del Grupo 3 y el comité de redes **RED2KRL**.

- Sería muy interesante entrenar un conjunto de redes, semejante al descrito en este capítulo, pero con espectros cuya S:N fuese mayor que 20. Esto, sin duda, elevaría la precisión de la clasificación, aunque reduciría su ámbito de aplicación. La experiencia obtenida con la aplicación a nuestros espectros problema, que veremos en el siguiente capítulo, nos enseña que esto sería muy conveniente.
- Aunque nuestros catálogos de entrenamiento contienen un gran número de elementos (espectros) la precisión de la clasificación que obtenemos no es superior a la obtenida por otros autores que utilizan catálogos más reducidos (sección 3.2.3). La gran ventaja de este trabajo es que se están utilizando espectros con una relación señal a ruido que va desde 10 hasta cerca de 100, tanto para entrenar, como para validar las redes, lo que amplía enormemente sus posibilidades de aplicación

6

Aplicación del sistema de redes neuronales y resultados

En este capítulo aplicaremos el sistema de redes neuronales que hemos desarrollado a espectros de las estrellas del programa, determinaremos su tipo espectral y clase de luminosidad y evaluaremos la precisión obtenida. Estas determinaciones son de suma importancia al utilizar el método de extinción-distancia pues de ellas depende la correcta asignación del color intrínseco y de la magnitud absoluta a cada estrella. Analizaremos cuatro de las NP's observadas para demostrar cómo funciona el sistema de redes neuronales desarrollado; las demás NP's observadas serán estudiadas en futuras publicaciones.

6.1. Clasificación espectral automática de estrellas del programa.

En el tercer capítulo (sección 3.1.2) mencionamos que, al iniciar el trabajo de clasificación espectral, se realizó la clasificación, de forma tradicional, de las estrellas que rodean algunos de los objetos del programa. Estos fueron: A 63, A 82, NGC 6781, NGC 7026 y NGC 7027. Como siguiente paso utilizaremos tres de ellos para realizar una evaluación adicional del sistema de redes neuronales, comparando la clasificación obtenida anteriormente con la que resulte de aplicar las redes neuronales. Tomando en cuenta que la clasificación que realizamos inicialmente no es tan precisa como la que podría determinar un experto, podremos conceder mayor confianza a la clasificación espectral automática cuando la S:N del espectro sea mayor que 30; sin embargo en la mayoría de los casos, como veremos más adelante, ambas clasificaciones coinciden razonablemente.

Posteriormente aplicaremos el sistema de redes a los espectros de un objeto cuya clasificación espectral no se realizó previamente utilizando el método tradicional (NGC 6537). Con ello evaluaremos el comportamiento de la clasificación espectral automática en un caso, además, extremo, pues los espectros obtenidos tienen una señal a ruido baja por lo general.

6.1.1. Abell 63 = PN G053.8-03.0

Descubierta por Abell (1966), es más adecuado llamarla A66-63 para evitar confusión con la lista de NP's publicada por este mismo autor 11 años antes (Abell, 1955) a las que

se denomina: A55-NN.

A66-63 es una nebulosa planetaria cuya estrella central es miembro del sistema binario tipo Algol UU Sge (Bond, Liller & Mannery, 1978). Al ser una binaria eclipsante (periodo de 11 hrs.) su distancia ha sido determinada por varios autores en base al tipo espectral y color de su compañera; dentro del intervalo de error reportado, los valores obtenidos de esta forma coinciden, aunque marginalmente. Walton, Walsh y Pottasch, (1993) determinan una cota superior de 3.6 kpc suponiendo un tipo espectral G7V para la estrella secundaria, mientras que Pollaco y Bell (1993) encuentran una distancia de 3.2 ± 0.6 kpc y Bell, Pollaco y Hilditch (1994) de 2.4 ± 0.4 kpc. Determinaciones previas de distancia a este objeto por métodos estadísticos la sitúan a 2.2 kpc (Cahn & Kaler, 1971) y a 2.7 kpc (Maciel, 1984). Por su parte Ciardullo et al. (1999) determinan una distancia de 1.2 kpc a la estrella compañera, utilizando la extinción derivada del decremento de Balmer por Walton, Walsh y Pottasch, (1993) y la fotometría en V e I que obtienen con el HST.

Nuestras observaciones espectrales alrededor de este objeto incluyeron un total de 77 estrellas y 8 más utilizadas como guía para el centrado de la mascarilla (“fiducials”). Los espectros que quedan situados junto a los de estrellas guía no pueden, en general, ser utilizados pues están fuertemente contaminados por los espectros de estas últimas (debido al tamaño de las perforaciones realizadas para las estrellas de guiado).

Este campo es uno de los de mayor densidad de estrellas; debido a ello en varias de las rendijas aparecen dos espectros que decidimos descartar, al no poder saber cuál de los dos espectros es el correcto. Se extrajeron un total de 64 espectros, 44 de ellos con S:N > 20.

Primera etapa de clasificación.

En la primera etapa de clasificación utilizamos los tres comités de redes neuronales (Net0, Net1 y Net2) descritos en el capítulo anterior. Aunque conocemos el intervalo espectral que cubre cada espectro y, por tanto, el comité de redes que es necesario utilizar para realizar la clasificación, aplicamos los tres comités a todos los espectros para evaluar y analizar el efecto de índices pobremente determinados o erróneos en los resultados de la clasificación. De esta manera podremos detectar, aunque no lo sepamos a priori, si en algún espectro no se calcularon correctamente algunos índices.

En la tabla 6.1 se presentan los resultados de esta primera etapa de clasificación automática (Net0TE, Net1TE y Net2TE), así como sus respectivos errores (InErN, N=1,2,3), calculados como el promedio de las diferencias entre las redes miembro de cada comité. En la tercera columna se lista el TE determinado previamente (TEt) y que utilizaremos para comparar con la clasificación automática

En esta tabla se añade también un parámetro “Q” que indica la calidad del espectro, de acuerdo a los siguientes criterios: Q = 1 para espectros con S:N > 40, Q = 2 para espectros con S:N entre 30 y 40, Q = 3 para espectros con S:N entre 20 y 30 y Q = 4 para espectros con S:N menor que 20. También se agrega en algunos casos una letra que indica si el espectro incluye principalmente la región azul (a), en cuyo caso H α y algunas otras líneas de la región roja no son visibles; si no incluye la región azul (r), en cuyo caso las líneas anteriores a 4200Å no son visibles, o bien si se observa alguna línea en emisión en el espectro (e).

En la columna 10 de esta tabla se calcula una clasificación promedio (TEWm) pesada

Tabla 6.1: Clasificación espectral de las estrellas observadas alrededor de A66-63. La clasificación fue realizada con las redes neuronales entrenadas en la primera etapa (ver texto): Net0, Net1 y Net2. Las columnas IntErN corresponden al error interno del grupo o comité de redes utilizado. TEWm es el promedio del tipo espectral pesado por el inverso del error interno correspondiente. TEad1 el tipo espectral adoptado y $\Delta TE1$, la incertidumbre asociada a esta clasificación.

ID.num	Q	TEt	Net0TE	IntEr0	Net1TE	IntEr1	Net2TE	IntEr2	TEWm	TEad1	$\Delta TE1$
A63.007	2	5200.	5118.0	379.7	5054.8	63.7	5374.0	311.6	5110.1	5100	130
A63.008	2r	5800.	6715.8	172.8	5990.3	45.8	6395.8	238.8	6175.7	6000	90
A63.012	3	5700.	5791.6	149.9	5682.0	76.7	5650.5	112.3	5697.8	5700	150
A63.013	2	5200.	5236.8	103.4	5349.0	36.5	5452.3	81.6	5352.7	5350	100
A63.015	2	6500.	5920.0	123.0	6149.5	45.5	6123.3	59.8	6100.3	6100	90
A63.016	1	4600.	4624.3	57.4	4750.0	39.0	4652.4	42.6	4682.7	4650	80
A63.021	4a	5100.	5705.6	261.1	4422.3	287.3	5239.3	260.0	5144.5	5200	520
A63.022	2	5000.	5071.5	19.3	4976.0	61.1	5035.6	42.4	5045.2	5050	70
A63.023	1	6000.	6045.3	63.0	5872.3	111.7	6214.7	98.6	6050.1	6050	150
A63.024	2a	5200.	5559.6	83.5	5536.4	40.4	5419.9	132.7	5522.8	5400	130
A63.025	2	6700.	6948.8	88.1	6718.3	145.3	7011.6	377.9	6880.8	6900	180
A63.026	1	5000.	4926.7	43.2	4887.9	50.3	4920.2	38.2	4913.1	4900	50
A63.027	2	6000.	6096.5	41.0	6140.3	59.0	6110.7	54.3	6113.3	6100	50
A63.028	1	5900.	6039.0	23.9	6026.3	38.7	6078.1	61.5	6042.7	6050	50
A63.029	2a	5600.	5616.9	136.8	5644.3	19.7	5723.2	44.4	5663.9	5700	50
A63.030	1a	5700.	5943.6	33.6	5943.1	15.0	5835.0	52.4	5925.4	5850	100
A63.031	1	5000.	5016.3	36.3	4977.8	20.2	5055.9	50.8	5004.7	5000	50
A63.033	4	4900.	5244.9	96.3	5019.6	138.7	5142.3	165.6	5149.9	5150	150
A63.035	2	6200.	6271.2	115.5	6150.2	76.0	6373.7	63.8	6271.6	6250	130
A63.036	4	5000.	5669.7	154.1	5880.5	178.6	5052.8	317.0	5641.6	5600	550
A63.038	4	5400.	5480.5	280.5	5304.7	189.2	5434.5	94.6	5407.6	5400	190
A63.039	4e	4800.	5573.0	1067.5	5053.7	169.0	4968.3	568.6	5073.3	5100	400
A63.041	4a	5300.	5121.7	161.3	5005.0	48.5	5018.6	66.4	5027.2	5000	100
A63.042	3	5800.	5986.9	85.0	5790.1	220.8	6142.0	132.8	5998.5	6000	200
A63.044	3a	5600.	4958.4	105.7	4801.7	219.9	4874.5	178.1	4898.1	4900	200
A63.046	4r	5900.	5964.1	119.1	6135.	16.3	5945.2	28.	6057.1	6050	100
A63.051	3a	4700.	4715.6	259.3	3810.4	331.7	4685.6	410.7	4414.5	4700	250
A63.053	3a	4600.	5299.9	504.4	4815.8	127.6	4256.1	302.6	4748.0	4700	500
A63.054	3r	6500.	7267.3	349.1	6354.4	50.6	7184.7	452.	6533.6	6350	100
A63.056	2	7500.	7481.3	217.9	7349.3	100.3	7558.7	259.2	7426.1	7450	200
A63.057	2	5400.	5606.1	121.3	5426.3	80.1	5619.	192.6	5522.1	5500	160
A63.060	3a	6500.	6003.8	75.9	6088.7	30.6	6061.8	58.4	6063.6	6050	80
A63.061	2	5200.	5483.7	39.	5413.3	91.4	5483.	64.9	5468.7	5450	80
A63.062	3	5700.	5604.5	87.7	5332.4	128.7	5615.4	138.5	5527.4	5600	180
A63.063	2	5800.	5978.8	153.6	6075.	74.9	5970.2	68.3	6012.4	6000	140
A63.066	4	5700.	5234.4	237.5	5180.2	75.3	5131.	119.7	5173.1	5200	150
A63.067	3a	5900.	6144.4	95.7	5976.9	36.7	6049.7	57.7	6031.6	6050	100
A63.068	4a	6700.	6527.1	303.3	6639.8	197.8	6757.1	505.1	6626.3	6750	500
A63.070	4a	6000.	6150.8	416.2	6225.9	82.	6312.4	106.7	6252.2	6300	150
A63.073	3	4900.	4611.2	443.9	5346.	178.8	5044.8	151.6	5093.8	5100	250
A63.074	2	5900.	6156.6	48.8	6034.8	38.2	6030.5	69.8	6074.7	6050	100
A63.075	1	4800.	4979.2	53.	4955.9	57.5	5007.6	38.4	4984.6	5000	50
A63.076	1	4100.	4148.8	19.7	4162.8	41.4	4134.4	19.7	4145.7	4150	40
A63.077	2	5800.	6013.5	60.2	5929.6	39.9	5990.1	15.9	5979.3	6000	70
A63.078	2	3500.	3441.9	41.3	3257.	44.6	3334.4	65.1	3348.4	3350	100
A63.079	1	6100.	6208.2	74.5	6208.7	34.	6207.1	77.8	6208.2	6200	30
A63.080	4	6000.	5880.3	218.6	5928.9	43.7	5716.1	80.8	5857.2	5850	130
A63.081	2	6200.	6051.	219.2	6024.5	72.9	5899.3	235.4	6006.3	6000	100
A63.082	1	4800.	4684.	37.	4644.7	27.9	4733.	25.9	4688.8	4700	50
A63.083	2a	4700.	4625.8	38.6	4730.1	90.6	4611.7	90.5	4646.5	4650	80
A63.084	3	5700.	5629.3	85.8	5665.4	49.5	5518.2	188.3	5633.	5650	130
A63.086	1	5500.	5517.4	37.3	5470.1	16.9	5495.8	22.5	5488.6	5500	30
A63.087	2r	5700.	5290.2	209.6	5631.3	59.8	5208.9	184.9	5485.9	5600	120
A63.092	3r	5800.	5725.1	223.3	5807.1	36.3	5672.3	227.	5780.7	5800	70
A63.106	3a	4700.	4868.6	183.1	4684.9	51.2	4657.9	74.2	4701.5	4700	100

por el inverso del error de cada comité:

$$TEW_m = \frac{\sum_N TE_N (Er_N)^{-1}}{\sum_N (Er_N)^{-1}} \quad (6.1)$$

En la columna 11 se lista el TE adoptado (TEad1) el cual corresponde al valor más cercano al TEW_m pero múltiplo de 50 (es decir medio subtipo espectral). Sólo en los casos donde el espectro tiene una nota (r o a) se da preferencia al comité de redes más adecuado al intervalo espectral que incluye. Finalmente, en la columna 12 de esta tabla se lista la incertidumbre asociada al TE, siendo ésta, generalmente la máxima diferencia entre los TE determinados por las redes, a excepción de los casos donde se adopta preferentemente uno de ellos debido a la cobertura espectral.

Analizando la tabla 6.1 es posible observar que la clasificación que se obtiene con las tres redes es muy semejante en la mayoría de los casos, siendo mayor la coincidencia en los espectros de mayor S:N. En pocos casos el TE de las tres redes difiere considerablemente, tal es el caso de la estrellas A63.008 o 54, sin embargo, esto es de esperar dado que, para estas estrellas, los índices situados en la región azul del espectro no son fiables o no existen, lo cual lleva a una clasificación errónea a los comités Net0 y Net2.

Es importante hacer notar que el error interno de los comités de redes en los casos donde el espectro no incluye todos los índices utilizados para el entrenamiento, es notoriamente superior que el del comité de redes entrenado con los índices que sí están incluidos en el espectro. Tal es el caso de las estrellas con el número A63.008, A63.054 y A63.092 entre otras, donde la clasificación realizada por los comités Net0 y Net2 reportan un error interno mucho mayor que el del comité Net1 (entre 4 y 6 veces superior).

Sólo hay tres espectros donde el comité de redes con el mínimo error interno no corresponde al comité que es más aconsejables utilizar de acuerdo a la región espectral que incluye (estrellas número 44, 51 y 83); sin embargo, en los tres casos la diferencia entre el TE asociado por ambos comités es muy pequeña, lo mismo que la diferencia en el error. Esto nos da una forma de detectar los espectros que carecen de buenas determinaciones en algunos índices sin necesidad de revisar directamente los espectros. Esto será de gran utilidad cuando realicemos la clasificación espectral automática de los espectros del programa cuya clasificación desconocemos.

También es importante notar que en este caso, la primera etapa del sistema de redes neuronales realiza una clasificación muy precisa; esto no sucede en todos los campos y se debe a la calidad de los espectros, pues esta es una de las regiones observadas con mejores condiciones y, por tanto, un buen número de espectros tienen un S:N > 30.

En la tabla 6.1, vemos que el tipo espectral de la gran mayoría de las estrellas observadas, como es de esperar, está comprendido entre los tipos F, G y K, encontrándose únicamente una estrella M, una estrella A y ninguna de tipo más temprano (O, B).

En las figuras 6.1a, b y c se representa gráficamente la comparación entre la clasificación tradicional (TEt) y el resultado de la clasificación espectral automática realizado por los comités de redes Net0, Net1 y Net2 respectivamente. Es notoria la diferencia en la dispersión de la clasificación en las tres redes, disminuyendo considerablemente cuando eliminamos los índices que no se encuentran bien determinados (Net1) En la figura 6.1d se presenta la comparación entre el tipo espectral adoptado y TEt.

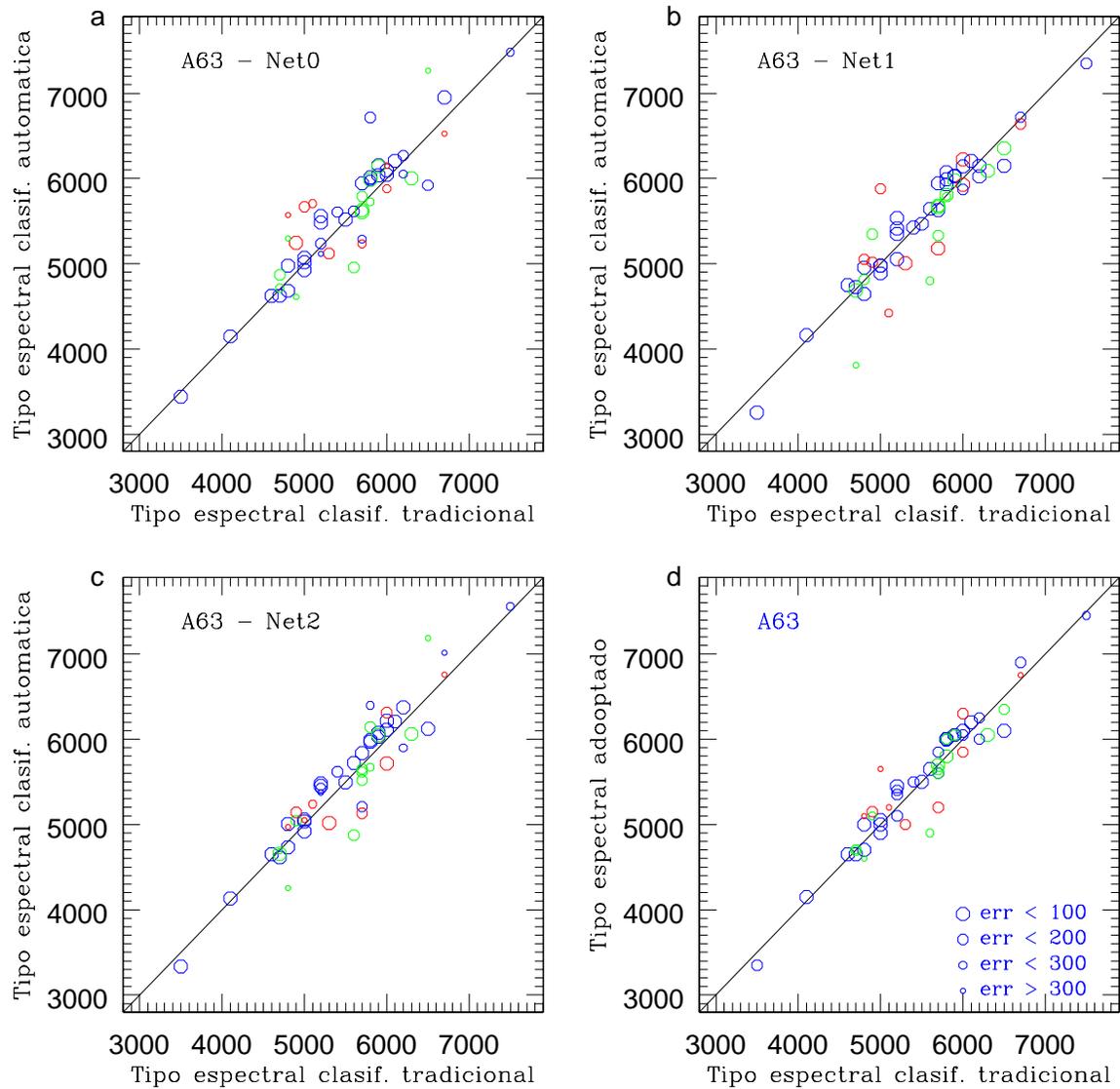


Figura 6.1: Comparación entre la clasificación espectral tradicional y la realizada automáticamente con los comités de redes neuronales de la primera etapa de clasificación: a) con Net0, b) con Net1, c) con Net2 y d) con el tipo espectral adoptado, por lo general el correspondiente al comité con menor error interno (IntErr). Los colores indican la calidad de los espectros: azul para $Q = 1$ y 2, verde para $Q = 3$ y rojo para $Q = 4$. El intervalo de incertidumbre de cada determinación se indica por el tamaño de los símbolos, en relación inversa al error, como se muestra en la figura d.

Segunda etapa de clasificación.

En las tablas 6.2 y 6.3 presentamos el resultado de la clasificación en TE y CL, respectivamente, obtenida con la segunda etapa de redes neuronales.

Como observamos en la primera etapa de clasificación, todas las estrellas de este campo, con excepción de dos (una A5 y una M5), son estrellas F, G y K; por ello utilizamos para esta segunda etapa los comités de redes entrenados con estos tipos de estrellas: RED2GL, RED2GRL y RED2KRL.

En esta etapa calculamos también un tipo espectral promedio (TEWm) y una clase de luminosidad promedio (CLWm), pesados por el inverso del error intrínseco de cada comité.

En la columna 11 de las tablas 6.2 y 6.3 se lista, respectivamente, el tipo espectral y clase de luminosidad adoptados. Por lo general se adopta el TE y CL más cercanos al promedio, sólo en los casos donde la cobertura espectral aconseja la utilización de algún comité en especial, ese es el que se adopta. En la columna 12 se agrega una valoración de la incertidumbre de nuestra clasificación. Para calcularla se tomó en cuenta la diferencia entre los TE determinados por los comités de redes aplicables en cada caso y los errores internos de los mismos.

Debido a que la clase de luminosidad no se pudo determinar de manera tradicional en la mayoría de los casos, al parámetro CLt se le asignó un valor de 3.2 (fraccionario) para distinguirlo fácilmente de las determinaciones previas que sí se realizaron y para que el programa STATNET pudiese calcular el error interno del comité de redes en cada clasificación. Por otra parte la falta de una CLt determinada previamente, nos impide realizar la comparación con la clase de luminosidad obtenida por las redes neuronales.

En las figuras 6.2a, b y c se representa gráficamente, al igual que en la primera etapa de clasificación, la comparación entre la clasificación tradicional y el resultado de la clasificación espectral automática realizado por los comités de redes de esta segunda etapa: RED2GL, RED2GRL y RED2KRL, respectivamente. En cada gráfico apreciamos claramente la diferencia en los tipos espectrales que se incluyen en el entrenamiento y aplicación de cada comité de redes. En la figura 6.1d se presenta la comparación entre el TE adoptado y el TE de la clasificación tradicional.

En la figura 6.3 comparamos la clasificación en TE obtenida en cada una de las etapas de clasificación. Como podemos observar, la coincidencia es muy elevada, sólo existen cuatro casos en los que ambas etapas de clasificación no coinciden, en todos ellos la calidad del espectro es baja (4) y en los dos casos más extremos (60 y 68) la cobertura espectral es, además muy deficiente (4300 a 6200 Å aproximadamente).

Tabla 6.2: Resultados de la segunda etapa de clasificación espectral automática de las estrellas observadas alrededor de A66-63. Las columnas Er2xx corresponden al error interno del grupo o comité de redes utilizado (RED2xx). La columna TEWmean corresponde al TE promedio, pesado por el inverso del error interno respectivo. TEad2 el TE adoptado y Δ TE2 la incertidumbre de esta clasificación.

ID.num	Q	TEt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	TEWm	TEad2	Δ TE2
A63.007	2	5200.	5183.1	132.4	5339.7	139.6	—	—	5259.3	5250	130
A63.008	2r	5800.	6130.5	237.6	6235.4	132.	—	—	6197.9	6200	130
A63.012	3	5700.	5949.5	138.3	5867.1	214.4	—	—	5917.2	5900	170
A63.013	2	5200.	4984.8	545.6	5530.8	108.6	—	—	5440.2	5400	110
A63.015	2	6500.	—	—	—	—	5887.6	70.2	5887.6	5900	70
A63.016	1	4600.	4660.7	62.4	4556.6	185.3	—	—	4634.5	4600	120
A63.021	4a	5100.	5267.2	217.9	5013.2	411.3	—	—	5179.2	5250	220
A63.022	2	5000.	4977.1	46.7	5019.6	78.2	—	—	4993.0	5000	60
A63.023	1	6000.	5907.9	210.6	6042.5	27.6	6122.0	31.2	6068.7	6050	90
A63.024	2a	5200.	5719.5	102.7	5849.8	97.7	—	—	5786.3	5700	100
A63.025	2	6700.	—	—	—	—	6516.3	59.7	6516.3	6500	60
A63.026	1	5000.	4902.7	36.9	4935.9	50.7	—	—	4916.7	4900	40
A63.027	2	6000.	6137.4	78.2	6286.3	92.0	6214.2	33.3	6210.5	6200	80
A63.028	1a	5900.	5949.7	81.7	6162.6	52.5	—	—	6079.3	5950	80
A63.029	2a	5600.	5580.9	86.2	5770.6	149.4	—	—	5650.3	5600	90
A63.030	1a	5700.	5865.7	22.8	5947.0	68.9	—	—	5885.9	5900	50
A63.031	1	5000.	4944.8	32.3	4871.0	92.0	—	—	4925.6	4950	60
A63.033	4	4900.	5359.7	229.3	5026.3	192.6	—	—	5178.5	5200	210
A63.035	2	6200.	6422.7	51.8	6379.7	53.5	6153.8	37.7	6299.6	6300	50
A63.036	4r	5000.	5382.0	366.9	5833.3	232.0	—	—	5658.5	5800	230
A63.039	4e	4800.	5161.8	204.3	5146.3	175.8	—	—	5153.5	5150	190
A63.041	4a	5300.	5149.3	283.0	4462.0	817.6	—	—	4972.6	5150	280
A63.042	3	5800.	5808.8	547.8	5872.8	179.2	—	—	5857.0	5850	180
A63.044	3a	5600.	5135.2	376.0	5094.2	382.2	—	—	5114.9	5100	380
A63.045	4	6000.	6454.7	1002.0	6143.4	300.8	6463.9	128.2	6375.2	6400	470
A63.051	3a	4700.	4907.4	489.5	4530.5	177.4	—	—	4630.8	4900	480
A63.053	3a	4600.	4648.2	378.2	4664.3	286.2	—	—	4657.4	4650	320
A63.054	3r	6500.	—	—	—	—	6300.4	65.3	6300.4	6300	70
A63.056	2	7500.	—	—	—	—	7425.2	46.1	7425.2	7450	50
A63.057	2	5400.	5567.9	289.3	5276.6	204.8	—	—	5397.3	5400	200
A63.060	3A	6500.	—	—	—	—	6702.1	360.0	6702.1	6700	360
A63.061	2	5200.	5335.1	150.7	5563.1	205.5	—	—	5431.6	5400	170
A63.062	3	5700.	5643.9	184.6	5499.3	189.4	—	—	5572.5	5600	180
A63.063	2	5800.	5729.9	151.0	6169.8	48.2	—	—	6063.4	5900	100
A63.066	4	5700.	5430.4	239.6	5367.9	107.6	—	—	5387.3	5400	110
A63.067	3A	5900.	6392.3	147.2	6079.4	131.4	—	—	6227.0	6200	140
A63.068	4A	6700.	—	—	—	—	7444.3	330.9	7444.3	7400	330
A63.070	4a	6000.	5526.2	413.1	5315.8	242.4	5932.6	59.7	5781.2	5800	240
A63.073	3	4900.	4880.2	286.8	5136.3	180.6	—	—	5037.4	5000	180
A63.074	2	5900.	6095.1	181.3	6033.2	74.2	—	—	6051.2	6000	120
A63.075	1	4800.	4978.9	36.7	5017.9	29.4	—	—	5000.6	5000	30
A63.076	1	4100.	4172.5	18.4	4147.3	13.6	—	—	4158.0	4150	20
A63.077	2	5800.	5888.3	88.8	6057.5	59.6	—	—	5989.6	6000	70
A63.078	2	3500.	3451.4	39.3	3499.8	150.2	—	—	3461.4	3450	90
A63.079	1	6100.	6324.1	53.3	6342.6	84.8	6221.0	41.3	6331.2	6300	60
A63.080	4	6000.	5968.1	223.8	5924.5	328.7	6084.3	152.2	5950.4	6000	230
A63.081	2	6200.	—	—	—	—	6278.7	13.0	6278.7	6300	20
A63.082	1	4800.	4698.2	18.0	4686.0	40.7	—	—	4694.5	4700	30
A63.083	2a	4700.	4715.9	65.1	4845.8	211.0	—	—	4746.5	4700	70
A63.084	3	5700.	5899.2	187.3	5820.3	88.0	—	—	5845.5	5850	140
A63.086	1	5500.	5502.5	44.4	5699.2	12.5	—	—	5655.9	5600	100
A63.087	2r	5700.	6000.8	228.3	5738.1	237.0	—	—	5871.9	5750	230
A63.092	3r	5800.	5920.0	177.6	5839.5	105.9	—	—	5869.6	5850	140
A63.106	3a	4700.	4753.9	40.1	4874.1	100.9	—	—	4788.1	4800	70

Tabla 6.3: Resultados de la segunda etapa de clasificación espectral automática de las estrellas observadas alrededor de A66-63. Las columnas Er2xx corresponden al error interno del grupo o comité de redes utilizado (RED2xx). La columna CLWm corresponde a la CL promedio, pesada por el inverso del error interno respectivo. CLad la clase de luminosidad adoptada y Δ CL la incertidumbre de esta clasificación.

ID.num	Q	CLt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	CLWm	CLad	Δ CL
A63.007	2	3.2	6.42	2.08	4.15	0.76	—	—	4.75	5.0	1.4
A63.008	2r	3.2	5.58	1.78	2.87	1.43	—	—	4.08	3.0	1.5
A63.012	3	3.2	4.37	2.04	1.09	0.24	—	—	1.45	2.0	2.0
A63.013	2	3.2	3.06	2.42	4.56	0.87	—	—	4.16	4.0	1.0
A63.015	2	3.2	—	—	—	—	2.70	0.15	2.70	3.0	0.2
A63.016	1	3.2	4.20	0.52	4.22	1.27	—	—	4.21	4.0	0.9
A63.021	4a	3.2	1.13	2.16	3.96	2.22	—	—	2.52	3.0	2.2
A63.022	2	3.2	4.30	0.66	3.83	1.14	—	—	4.13	4.0	0.7
A63.023	1	3.2	3.47	1.29	1.11	0.54	3.57	0.09	3.21	3.0	0.7
A63.024	2a	3.2	3.95	0.96	2.43	1.89	—	—	3.44	4.0	1.4
A63.025	2	3.2	—	—	—	—	5.09	0.42	5.09	5.0	0.4
A63.026	1	3.2	4.63	0.39	4.55	0.83	—	—	4.61	5.0	0.6
A63.027	2	3.2	2.08	1.43	2.81	1.05	3.07	0.29	2.50	3.0	0.9
A63.028	1a	3.2	4.13	0.48	2.12	1.17	—	—	3.54	3.5	0.6
A63.029	2a	3.2	5.21	0.34	1.32	0.43	—	—	3.50	5.0	0.4
A63.030	1a	3.2	3.99	0.71	1.43	0.51	—	—	2.50	4.0	0.6
A63.031	1	3.2	5.24	0.15	4.87	0.16	—	—	5.06	5.0	0.2
A63.033	4	3.2	4.07	3.83	3.95	0.51	—	—	3.96	4.0	1.8
A63.035	2	3.2	2.96	0.89	2.15	0.83	3.33	0.12	2.54	3.0	0.9
A63.036	4r	3.2	4.86	3.95	5.62	0.69	—	—	5.51	5.0	0.7
A63.039	4e	3.2	2.65	3.04	1.51	1.25	—	—	1.84	2.0	2.1
A63.041	4a	3.2	6.62	2.50	2.6	2.82	—	—	4.73	5.0	2.6
A63.042	3	3.2	5.98	3.10	4.06	0.75	—	—	4.44	5.0	1.9
A63.044	3a	3.2	4.42	1.76	5.18	1.08	—	—	4.89	5.0	1.4
A63.045	4	3.2	2.25	4.05	3.56	1.49	0.42	1.47	3.20	3.0	2.4
A63.051	3a	3.2	-1.8	4.47	1.92	1.95	—	—	0.77	2.0	2.0
A63.053	3a	3.2	7.02	1.65	4.26	2.29	—	—	5.87	5.0	1.8
A63.054	3r	3.2	—	—	—	—	3.82	0.39	3.82	4.0	0.4
A63.056	2	3	—	—	—	—	2.24	0.36	2.24	3.0	0.4
A63.057	2	3.2	6.18	1.74	2.04	0.79	4.67	0.16	3.33	4.0	1.0
A63.060	3A	3.2	—	—	—	—	3.05	3.14	3.05	3.0	3.0
A63.061	2	3.2	4.38	0.63	4.59	0.39	—	—	4.51	5.0	0.5
A63.062	3	3.2	3.54	0.64	3.33	1.43	—	—	3.47	3.0	1.0
A63.063	2	3.2	2.10	0.99	2.71	1.00	—	—	2.40	3.0	1.0
A63.066	4	3.2	4.67	2.49	4.12	0.74	—	—	4.25	5.0	1.6
A63.067	3a	3.2	0.48	2.04	1.74	1.11	—	—	1.29	1.0	1.5
A63.068	4a	3.1	—	—	—	—	1.25	2.59	1.25	1.0	2.6
A63.070	4a	3.2	2.63	1.14	3.14	1.97	4.67	0.67	2.82	3.0	1.0
A63.073	3	3.2	2.64	1.48	4.21	0.82	—	—	3.65	4.0	1.1
A63.074	2	5	5.52	0.47	4.85	0.09	—	—	4.96	5.0	0.3
A63.075	1	5	4.41	0.19	4.94	0.69	—	—	4.53	5.0	0.4
A63.076	1	3	3.35	0.23	2.12	0.72	—	—	3.05	3.0	0.5
A63.077	2	3.2	3.90	1.13	1.78	0.42	—	—	2.36	3.0	0.8
A63.078	2	3	6.26	0.80	3.91	1.07	—	—	5.25	5.0	0.9
A63.079	1	3.2	3.76	1.00	3.48	0.69	4.14	0.29	3.59	4.0	0.7
A63.080	4	3.2	-0.4	1.26	2.07	1.43	4.53	1.57	0.74	3.0	1.4
A63.081	2	3.2	—	—	—	—	3.63	0.17	3.63	3.5	0.2
A63.082	1	5	4.07	0.28	4.21	0.62	—	—	4.11	4.0	0.5
A63.083	2a	3	4.45	1.44	4.92	0.86	—	—	4.74	5.0	1.2
A63.084	3	3.2	6.17	2.12	4.14	1.60	—	—	5.01	5.0	1.8
A63.086	1	3.2	4.51	0.08	4.76	0.17	—	—	4.59	5.0	0.1
A63.087	2	3.2	0.86	2.22	2.88	0.77	4.95	0.19	2.36	3.0	1.0
A63.092	3r	3.2	4.77	1.13	4.36	1.37	3.03	0.21	4.58	5.0	0.9
A63.106	3a	3.2	4.90	0.29	1.40	0.33	—	—	3.25	5.0	0.3

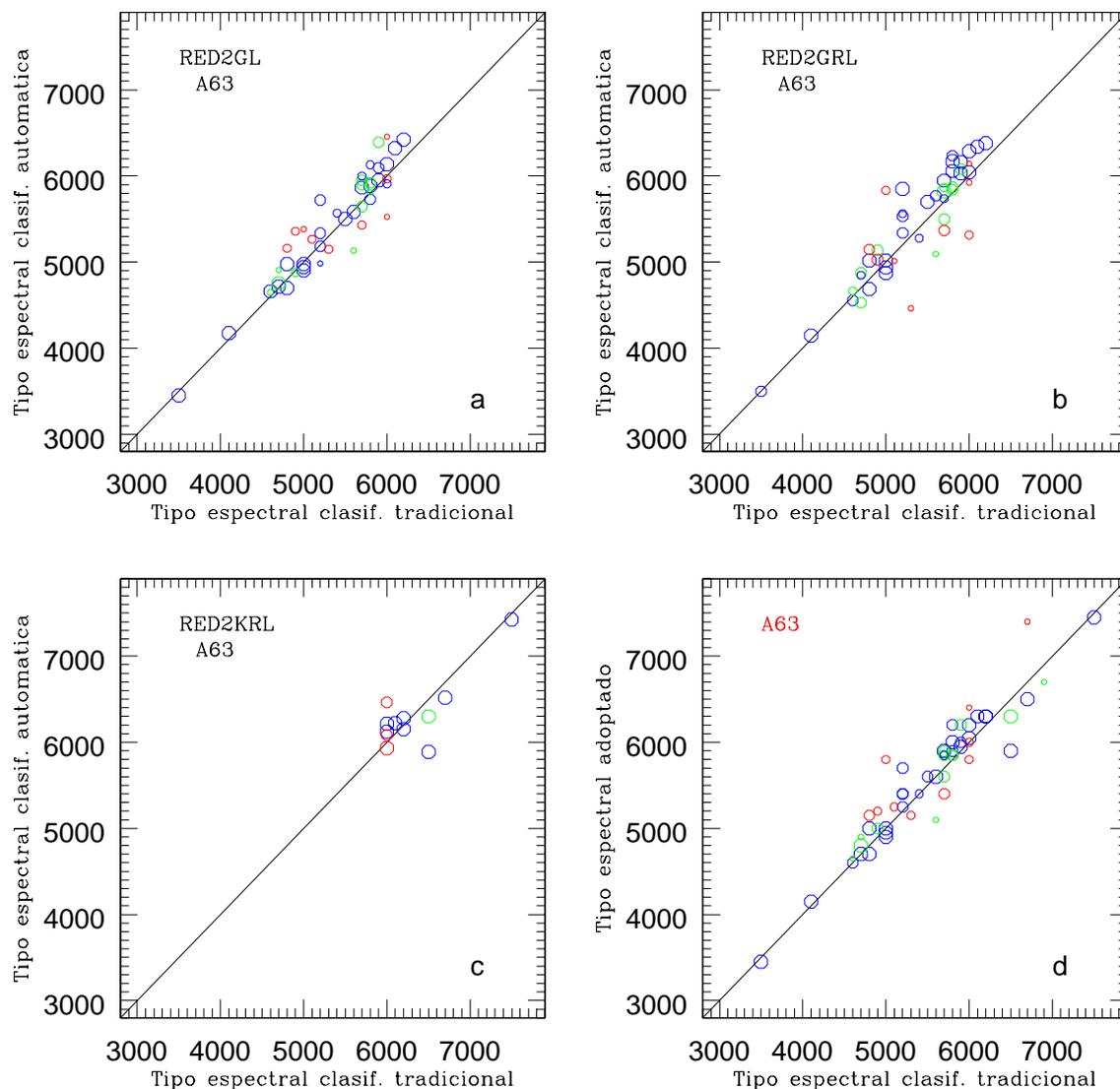


Figura 6.2: Clasificación espectral automática, realizada con los comités de redes neuronales de la segunda etapa de clasificación: a) con RED2GL, b) con RED2GRL, c) con RED2KRL y d) el correspondiente al comité con menor error interno. Los colores tienen el mismo significado que en la figura 6.1 y el tamaño de los símbolos corresponde también al error de la clasificación correspondiente siguiendo el mismo orden que en la figura anterior.

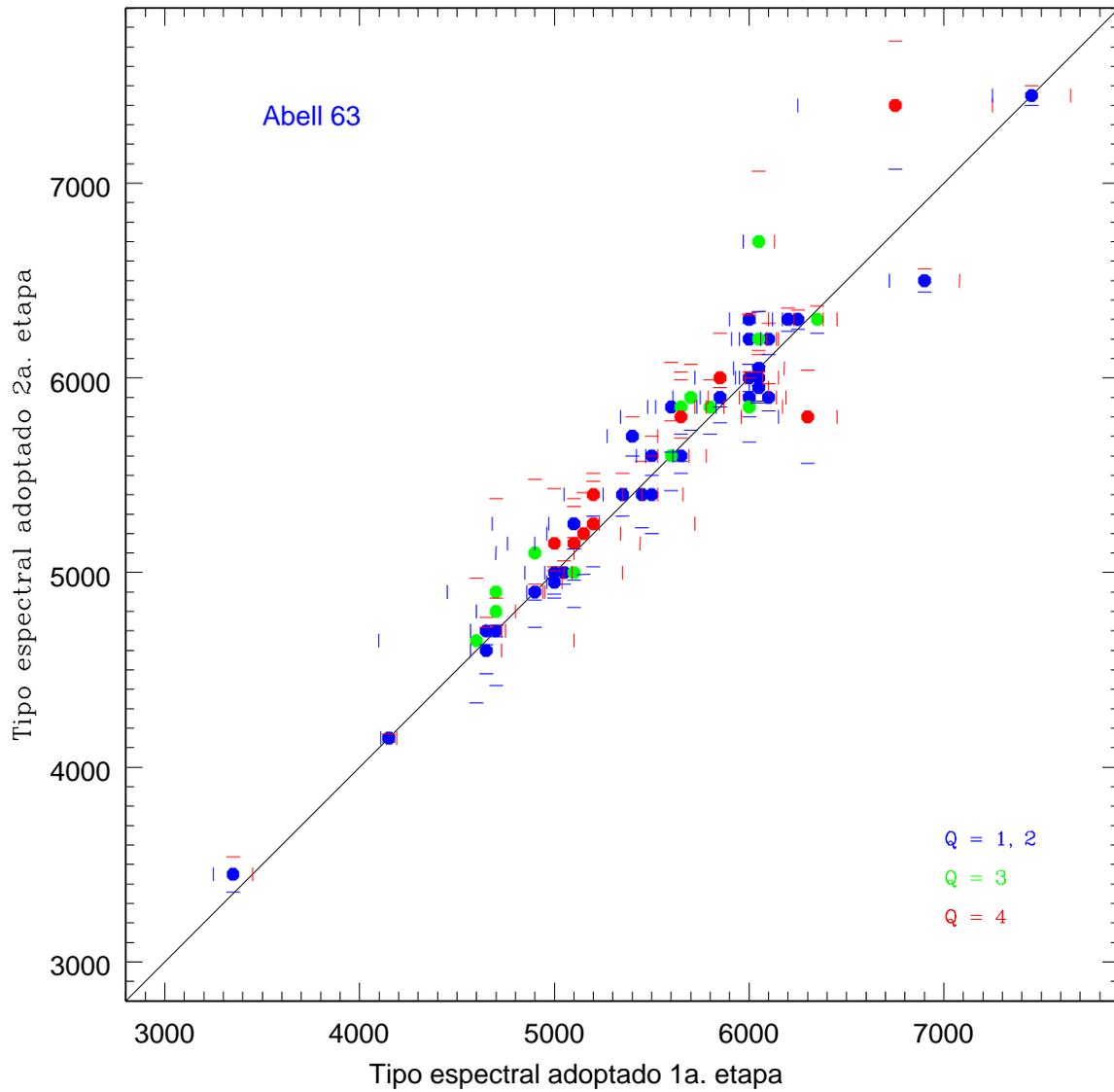


Figura 6.3: Comparación de la clasificación espectral automática realizada con los comités de redes neuronales de la primer y segunda etapa de clasificación. Las barras verticales y horizontales delimitan la incertidumbre de ambas determinaciones (ver tablas 6.1 y 6.2). En rojo aparece el valor máximo del código del TE y en azul el mínimo (TE con temperatura más alta).

6.1.2. NGC 6781 = PN G041.8-02.9

NGC 6781 es una NP evolucionada, en ella la región ionizada principal se extiende hasta $95''$ en el visible. Existen diversas determinaciones de su distancia por métodos estadísticos: 640 pc (Amnuel et al., 1984), 670 pc (Cahn, 1976), 700 pc (Cahn, Kaler y Stanghellini, 1992), 840 pc (Van de Steene y Zijlstra, 1994) y 900 pc (Maciel, 1984). Sin embargo, estimaciones individuales de su distancia la sitúan entre 1500 (Pottasch, 1984, a partir de $c(H\beta)$) y 1600 pc (Acker, 1978, a partir de su velocidad radial).

Rodeando a esta planetaria se observa un halo de $216'' \times 190''$ en [NII], de dimensiones ligeramente inferiores ($190'' \times 162''$) en [OIII] (Mavromatakis et al, 2001). El flujo del halo en $\lambda 6584$ de [NII] llega a 0.2 por ciento del máximo observado en la planetaria, por lo que es difícil de detectar en nuestros espectros, aún así en tres de ellos (num. 26, 27 y 42) se observan líneas de emisión nebulares muy fuertes ($H\beta$, $\lambda 4959$ y 5007 de [OIII], $H\alpha$, $\lambda 6548$ y 6583 de [NII], líneas de SII y algunas más débiles), mientras que en el espectro de dos rendijas (num. 25 y 22) se alcanza a detectar, aunque muy débilmente, la emisión en $\lambda 5007$ de [OIII]. Las tres primeras se encuentran a una distancia de 53, 48 y 50 segundos de arco del centro de la planetaria, respectivamente, por lo que la emisión observada proviene de una región muy cercana al borde de la planetaria. En cambio, las rendijas número 25 y 22 se encuentran a 82 segundos de arco del centro de la planetaria, por lo que la emisión observada, aunque muy débil, podría provenir del halo.

La mascarilla con la que se observó este objeto contiene un total de 70 rendijas; con ella se obtuvieron 48 espectros útiles, de los cuales sólo 15 tienen una S:N > 30 y 11 S:N > 20. El sistema de redes neuronales sólo se aplicó a los espectros con S:N superior o ligeramente inferior a 20 pues, por la experiencia con los catálogos de validación, son los espectros que podremos clasificar con razonable precisión.

Primera etapa de clasificación.

En la tabla 6.4 se detalla la clasificación espectral automática realizada con las redes neuronales entrenadas en la primera etapa: Net0, Net1 y Net2. Al igual que en la Tabla 6.1, se calcula el promedio pesado del TE (columna 10). En la columna 11 se lista el TE adoptado y en la 12 la evaluación de su incertidumbre. Este último parámetro lo calculamos tomando en cuenta el error interno de los comités utilizados y la diferencia entre los TE determinados por cada uno de ellos.

El proceso de validación que se llevó a cabo con las redes neuronales nos muestra que la incertidumbre real esta comprendida entre una y dos veces el valor del error interno de cada comité. En la mayoría de los casos, cuando el comité a utilizar no esta limitado por la región espectral que cubre un espectro, la variación en la clasificación de los tres comités de redes es menor que dicho valor.

En las figuras 6.4a, b y c se representa gráficamente la comparación entre la clasificación tradicional y el resultado de la clasificación espectral automática realizado por los comités de redes Net0, Net1 y Net2, respectivamente. Es notorio, al igual que en el caso de A66-63, la diferencia en la dispersión de la clasificación en las tres redes, disminuyendo considerablemente cuando eliminamos los índices que no se encuentran bien determinados. En la figura 6.4d se presenta la comparación entre el TE adoptado y el determinado inicialmente (TEt). En estas figuras, para evitar la confusión entre las barras que delimitan el error, las

Tabla 6.4: Resultados de la primera etapa de clasificación espectral automática de las estrellas observadas alrededor de NGC 6781. Ver encabezado de la tabla 6.1.

ID.num	Q	TEt	Net0TE	IntEr0	Net1TE	IntEr1	Net2TE	IntEr2	TEWm	TEad1	Δ TE1
N6781.012	4r	5800.	6422.1	1054.4	6127.5	291.4	6787.8	860.7	6316.3	6100	290
N6781.014	1	4500.	4541.4	18.1	4558.5	45.0	4525.9	20.6	4538.5	4500	50
N6781.017	2r	5800.	5305.6	570.6	6028.9	48.4	4875.1	948.1	5922.9	6000	50
N6781.019	3	4800.	5036.0	29.3	4995.3	64.3	4983.4	59.7	5013.2	5000	40
N6781.022	3	4400.	4157.4	60.1	4136.9	93.5	3942.3	140.1	4106.5	4100	60
N6781.032	4r	5555.	5309.0	842.7	6263.9	270.8	6020.7	1432.1	6030.3	6200	270
N6781.034	1a	3400.	3260.7	114.7	3328.1	26.5	3453.8	20.5	3386.4	3400	70
N6781.040	3	7200.	6563.3	592.8	7256.0	124.5	6976.3	719.5	7115.8	7100	120
N6781.045	2a	5500.	5524.4	88.7	5577.2	31.3	5532.6	196.6	5560.2	5550	30
N6781.047	1	4900.	5161.5	30.5	5068.9	85.5	5095.6	17.8	5114.0	5100	60
N6781.049	3m	3400.	4377.9	92.1	4377.7	64.9	4239.1	62.6	4325.3	4300	80
N6781.051	3	6200.	5965.2	86.0	6006.5	84.5	5664.1	192.6	5927.7	5900	90
N6781.053	4r	5800.	7747.1	313.1	6570.3	122.2	7033.7	487.6	6920.9	6600	120
N6781.055	2	5500.	5528.3	76.3	5509.2	33.7	5410.3	57.2	5484.7	5500	40
N6781.057	2a	4400.	4350.5	143.8	4312.2	67.6	4220.0	42.1	4270.0	4300	40
N6781.062	4e	5200.	1286.7	4611.1	5865.9	432.4	4080.4	337.7	4722.4	4700	340
N6781.065	2a	5800.	6117.5	162.9	6230.7	25.6	6124.9	176.1	6205.2	6200	80
N6781.067	2	4600.	4598.5	66.5	4534.3	51.8	4583.5	66.9	4568.8	4600	50
N6781.069	2	5900.	5887.8	28.9	5847.1	28.0	5838.2	67.4	5862.1	5850	50
N6781.070	4r	6200.	4815.6	4935.1	5816.3	338.8	4486.5	6254.1	5691.0	5800	340
N6781.073	3r	5600.	5464.8	441.9	6151.0	129.2	5515.6	218.3	5845.0	6150	130
N6781.075	2	4900.	4784.1	86.3	4831.8	57.0	4825.7	77.7	4816.8	4800	60
N6781.077	3r	6000.	6517.2	231.8	6205.3	41.6	6061.7	208.6	6225.1	6200	40
N6781.079	3	6200.	6810.8	316.8	6359.3	189.7	6488.0	379.8	6518.8	6500	190
N6781.081	4r	7100.	7604.4	1801.2	6116.6	55.9	6733.6	1699.3	6179.1	6700	600
N6781.085	1	5400.	5352.1	20.9	5352.5	42.5	5400.4	18.4	5373.0	5400	50
N6781.086	3a	6200.	6293.1	116.8	6158.4	85.9	6047.9	52.5	6134.2	6100	50
N6781.088	3	6000.	6285.9	44.5	6109.7	63.4	6101.5	105.0	6190.9	6200	100
N6781.090	3r	5500.	6362.5	490.8	5227.0	67.2	6417.8	708.8	5445.0	5200	70
N6781.092	1	4700.	4494.3	18.1	4495.3	59.3	4496.7	19.6	4495.4	4500	20
N6781.094	2	5800.	6171.9	46.3	5904.8	38.7	6137.7	84.8	6048.5	6050	40
N6781.095	2r	5900.	5793.5	81.3	6019.8	17.9	5895.4	109.0	5969.0	6000	20
N6781.098	4r	5600.	2836.5	1202.9	4957.0	300.3	4058.5	794.3	4423.1	5000	300

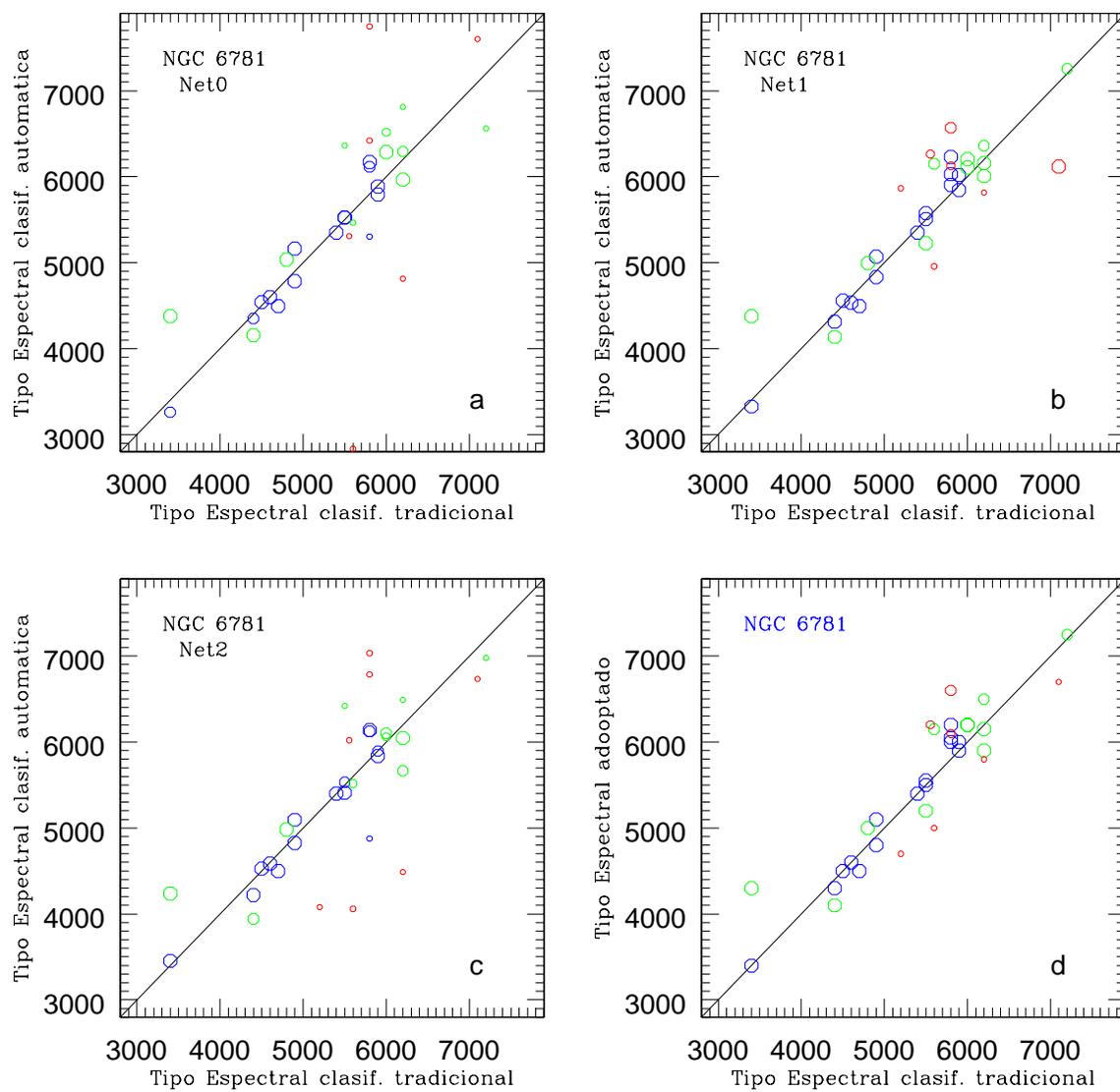


Figura 6.4: Similar a la figura 6.1, para NGC 6781.

que corresponden a un límite superior aparecen en rojo y las que corresponden a un límite inferior, en azul.

Segunda etapa de clasificación.

En las tablas 6.5 y 6.6 se presenta el TE y la CL obtenidos con los comités de redes neuronales de la segunda etapa de clasificación automática. En estas tablas se calcula también el promedio pesado del tipo espectral y la clase de luminosidad (TEW_m y CLW_m), el TE y CL adoptados (TE_{ad2} y CL_{ad}) y su incertidumbre respectiva (Δ TE₂ y Δ CL).

Observamos que la CL es determinada con un error menor a una clase de luminosidad en los espectros con S:N mayor que 30 ($Q = 1$ y 2), aumentando hasta 1.5 en algunos casos cuando el cociente de señal a ruido baja de este valor ($Q = 3$) y llegando hasta 2 cuando S:N baja de 20 ($Q=4$).

En las figuras 6.5a, b y c se representa gráficamente la comparación entre la clasificación tradicional y la clasificación automática de esta segunda etapa, realizada con los comités: RED2GL, RED2GRL y RED2KRL, respectivamente. En cada gráfico apreciamos claramente la diferencia en los tipos espectrales que se incluyen en el entrenamiento y aplicación de cada comité de redes. En la figura 6.5d se presenta la comparación entre el TE adoptado y el TE de la clasificación tradicional.

En la figura 6.6 comparamos la clasificación en TE obtenida en cada una de las etapas de clasificación. Como podemos observar, la coincidencia es muy elevada, sólo existen dos casos (N6781.053 y 098) en los que ambas etapas difieren por más de tres subtipos espectrales y en ambos la calidad del espectro es muy baja (4).

También observamos que en varios casos el error intrínseco del comité de redes de la segunda etapa de clasificación es mayor. Esto sucede más frecuentemente en espectros con menor S:N ($Q=3$ o 4) y es muy probable que se deba a que los catálogos de entrenamiento de esta segunda etapa incluyen líneas más débiles, por lo que el error interno de las redes crece (recordemos que las redes están entrenadas con espectros con S:N de todos los niveles). Además resultan más sensibles a la calidad de los espectros (cociente señal a ruido), como se discutió en el proceso de validación del capítulo anterior. Sin embargo, no sólo es importante comparar mutuamente el error y la clasificación obtenida por cada etapa de clasificación, más importante aún es comparar el porcentaje de acierto de la clasificación, es decir qué tan bien se compara la clasificación de cada etapa con la realizada previamente. Para evaluar esto podemos comparar la dispersión en los gráficos de las figuras 6.4d y 6.5d, donde es evidente la mejoría que implica la aplicación de la segunda etapa de clasificación. Este es uno de los puntos fuertes de esta segunda etapa pues nos permite un mayor nivel de confianza en los resultados al confirmar en muchos casos la clasificación de la etapa previa y al corregir razonablemente los casos en que dicha clasificación no es correcta.

Sin duda la potencialidad del método es evidente y definitivamente es susceptible de mejorar. Por un lado, realizando el entrenamiento de las redes con espectros más limpios permitirá obtener un error mucho menor si se aplican a espectros de igual calidad. Y por otro, ampliando el número de espectros para entrenamiento incluyendo estrellas con clase de luminosidad II, IV, estrellas con líneas de emisión, estrellas binarias, etc. será posible clasificar sin problema toda esa variedad de estrellas.

Tabla 6.5: Resultados de la segunda etapa de clasificación espectral automática de las estrellas observadas alrededor de NGC 6781. Ver encabezado de la tabla 6.2.

ID.num	Q	TEt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	TEWm2	TEad2	Δ TE2
N6781.012	4r	5800.	8034.8	2025.8	6232.8	253.3	—	—	6433.0	6200	250
N6781.014	1	4500.	4590.1	25.1	4578.5	62.6	—	—	4586.8	4600	30
N6781.017	2r	5800.	1019.9	470.6	5980.3	146.4	—	—	4803.7	6000	150
N6781.019	3	4800.	4903.4	49.6	4952.1	117.6	—	—	4917.8	4900	50
N6781.022	3	4400.	3847.3	40.4	3999.6	173.4	—	—	3876.1	3900	100
N6781.030	4r	6500.	3653.7	1281.0	4700.2	710.8	6749.8	195.0	6308.5	6700	200
N6781.032	4r	5555.	1818.6	2036.9	5913.9	252.6	—	—	5462.1	5900	250
N6781.034	1a	3400.	3419.0	54.4	3143.7	142.1	—	—	3342.8	3400	50
N6781.040	3	7200.	5550.3	753.5	5862.2	275.8	7205.0	67.53	6847.4	7200	70
N6781.045	2a	5500.	5493.2	63.0	5896.5	190.1	—	—	5593.6	5500	60
N6781.047	1	4900.	5091.8	74.7	5138.2	149.3	—	—	5107.3	5100	75
N6781.049	3m	3400.	4343.3	41.7	4491.2	96.7	—	—	4387.8	4400	90
N6781.051	3	6200.	6063.4	231.5	6124.5	69.4	5712.4	79.89	6110.4	6100	70
N6781.053	4r	5800.	6045.5	415.3	6061.3	285.6	6643.6	89.14	6505.1	6000	290
N6781.055	2	5500.	5414.9	77.7	5486.9	189.6	—	—	5435.8	5450	80
N6781.057	2a	4400.	4363.7	42.7	4509.1	118.4	—	—	4402.2	4400	40
N6781.062	4e	5200.	5192.0	364.5	4939.0	228.4	—	—	5036.5	5000	230
N6781.065	2a	5800.	6063.9	129.3	6418.8	57.2	—	—	6310.0	6100	130
N6781.067	2	4600.	4589.8	52.8	4606.8	22.8	—	—	4601.6	4600	30
N6781.069	2	5900.	5759.4	202.8	5951.3	113.1	—	—	5882.6	5900	150
N6781.070	4r	6200.	5823.8	3038.0	6309.8	186.4	6104.0	28.77	6129.0	6100	190
N6781.073	3r	5600.	5775.4	625.3	6203.7	66.4	—	—	6162.6	6200	70
N6781.075	2	4900.	4730.2	66.0	5063.0	202.2	—	—	4812.1	4800	170
N6781.077	3r	6000.	6652.0	191.6	6390.1	86.7	6320.4	20.06	6333.5	6300	50
N6781.079	3	6200.	5910.4	173.9	6383.7	62.0	6408.0	48.21	6331.7	6300	90
N6781.081	4r	7100.	6104.2	740.2	6182.7	150.9	6474.2	64.19	6387.2	6500	150
N6781.085	1	5400.	5421.0	91.3	5497.7	52.8	—	—	5469.6	5450	50
N6781.086	3a	6200.	5879.6	52.7	6006.8	274.4	6481.0	228.0	5994.3	6200	200
N6781.088	3	6000.	5823.8	217.1	6227.2	72.9	6196.3	19.78	6177.6	6200	70
N6781.090	3r	5500.	5847.8	264.9	5342.2	186.8	—	—	5551.3	5550	190
N6781.092	1	4700.	4589.0	28.5	4507.7	125.7	—	—	4574.0	4600	80
N6781.094	2	5800.	6255.5	122.4	6053.4	131.0	—	—	6157.9	6150	120
N6781.095	2r	5900.	6074.2	168.9	6184.8	66.2	—	—	6153.7	6150	70
N6781.098	4	5600.	5337.6	223.4	5210.8	371.6	—	—	5290.0	5300	220

Tabla 6.6: Clase de luminosidad de las estrellas observadas alrededor de NGC 6781, obtenida con los comités de redes: RED2GL, RED2GRL y RED2KRL. Ver encabezado de la tabla 6.3.

ID.num	Q	CLt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	CLWm	CLad	Δ CL
N6781.012	4r	3.1	4.04	11.5	3.49	0.72	—	—	3.53	3.5	0.7
N6781.014	1	3.1	5.23	0.33	4.70	0.63	—	—	5.05	5.	0.3
N6781.017	2r	3.1	5.71	8.07	2.36	0.87	—	—	2.69	3.	0.9
N6781.019	3	3.1	4.80	0.22	4.82	0.35	—	—	4.81	5.	0.3
N6781.022	3	3.1	2.74	0.89	1.12	0.19	—	—	1.40	2.	0.9
N6781.030	4r	3.1	4.16	3.71	4.50	1.58	3.52	0.38	4.40	5.	1.5
N6781.032	4r	3.1	-2.49	13.9	1.69	1.42	—	—	1.30	1.5	1.5
N6781.034	1a	5.	4.72	0.43	1.46	1.05	—	—	3.78	5.	0.5
N6781.040	3	3.	6.24	3.26	2.87	1.81	1.78	0.12	4.07	3.	1.3
N6781.045	2a	3.1	3.30	0.62	1.54	0.86	—	—	2.56	3.	0.6
N6781.047	1	3.1	4.50	0.55	5.20	0.66	—	—	4.81	5.	0.5
N6781.049	3m	3.1	4.59	0.89	0.86	0.40	—	—	2.03	3.	1.5
N6781.051	3	3.1	2.99	0.71	2.49	0.36	3.99	0.83	2.96	3.	0.9
N6781.053	4r	3.1	5.89	4.81	3.83	1.05	1.33	0.41	2.03	4.	1.0
N6781.055	2	3.1	4.56	1.00	3.45	1.48	—	—	4.12	4.	1.0
N6781.057	2a	5.	4.82	0.56	0.54	0.70	—	—	2.92	5.	0.5
N6781.062	4e	3.1	4.97	2.41	1.15	2.15	—	—	2.95	3.	2.0
N6781.065	2a	3.1	2.64	0.82	1.64	0.79	—	—	2.13	3.	0.8
N6781.067	2	3.1	5.53	0.40	3.75	0.57	—	—	4.80	5.	0.5
N6781.069	2	3.1	2.15	0.98	2.18	0.86	—	—	2.17	2.	0.9
N6781.070	4r	3.1	8.24	10.6	0.99	0.76	1.85	0.08	1.77	2.	0.8
N6781.073	3r	3.1	0.31	1.79	2.04	0.50	—	—	1.66	2.	0.5
N6781.075	2	5.	4.87	0.34	4.35	1.72	—	—	4.78	5.	0.6
N6781.077	3r	3.1	5.41	1.46	2.62	1.47	3.35	0.14	3.29	3.	0.5
N6781.079	3	3.1	3.8	3.41	2.39	0.79	3.00	0.14	2.65	3.	0.8
N6781.081	4r	3.1	5.63	9.45	1.25	1.11	4.47	0.12	4.16	5.	2.0
N6781.085	1	3.1	4.18	0.35	4.75	0.23	—	—	4.53	5.	0.5
N6781.086	3a	3.1	3.89	0.85	0.38	0.36	5.02	1.55	1.94	4.	0.9
N6781.088	3	3.1	1.76	2.95	1.27	0.44	3.40	0.16	2.79	3.	1.3
N6781.090	3r	3.1	4.36	3.56	1.66	0.83	—	—	2.17	2.	1.5
N6781.092	1	5.	5.04	0.21	4.62	0.39	—	—	4.89	5.	0.4
N6781.094	2	3.1	2.5	2.62	2.61	0.46	—	—	2.60	3.	0.6
N6781.095	2r	3.1	2.2	0.75	2.65	0.13	—	—	2.58	3.	0.6
N6781.098	4	3.1	2.64	3.79	3.96	1.28	—	—	3.63	4.	1.3

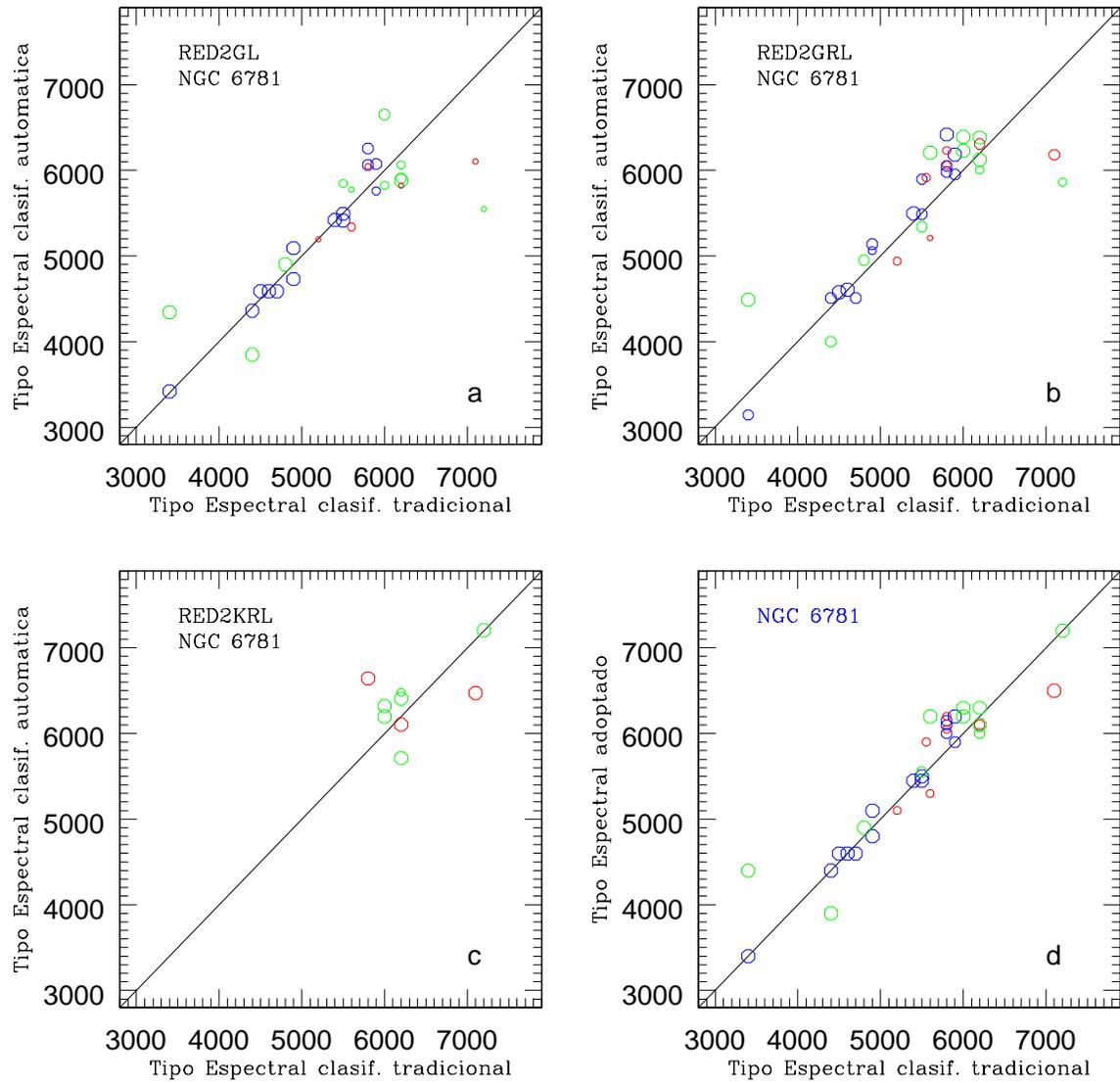


Figura 6.5: Similar a la figura 6.2, para NGC 6781

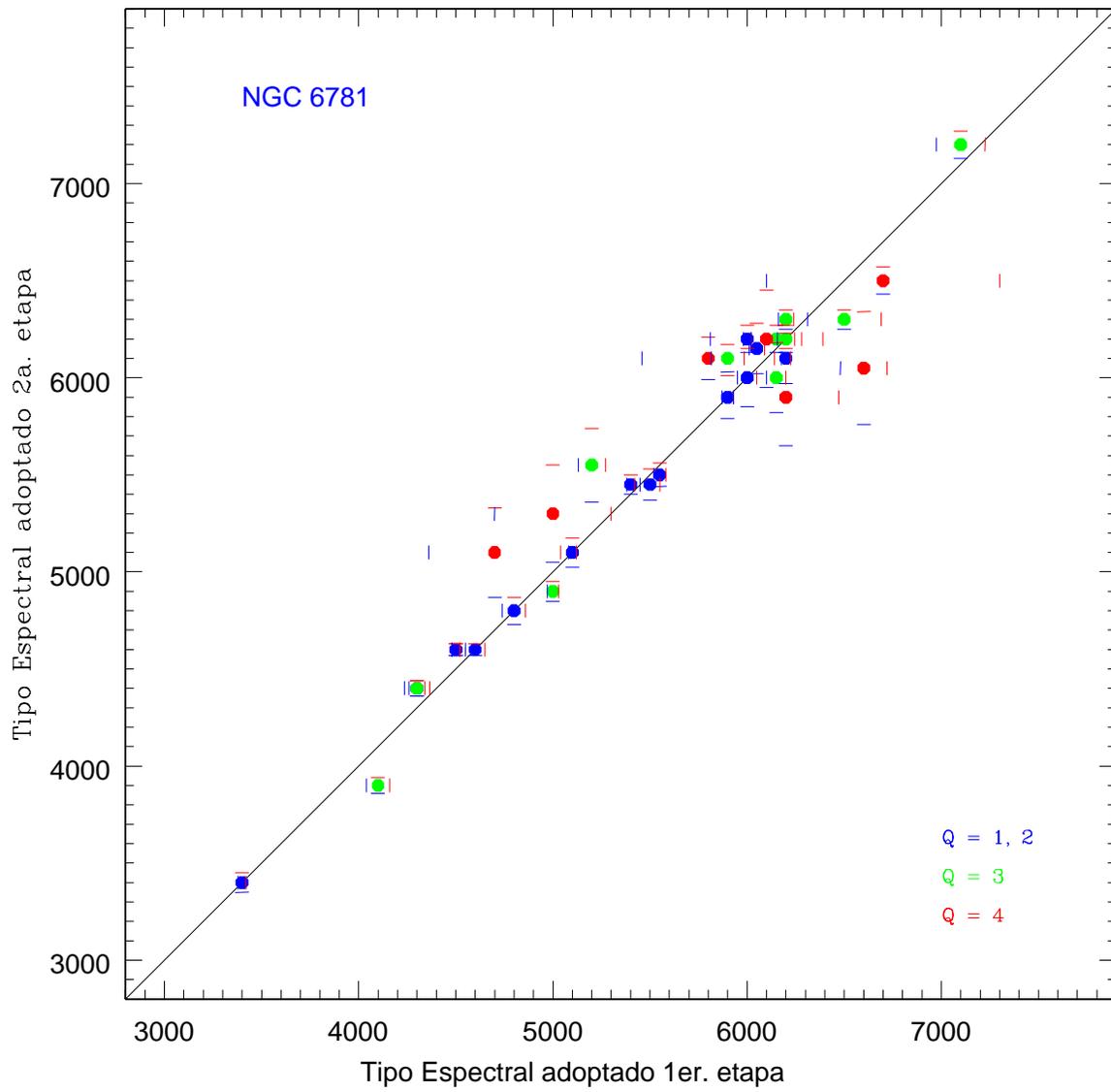


Figura 6.6: Comparación de la clasificación espectral automática de las estrellas que rodean NGC 6781. Ver tablas 6.4 y 6.5. Los símbolos son los mismos que en la figura 6.1.

6.1.3. NGC 7027 = PN G084.9-03.4

El alto brillo superficial de este objeto en todas las longitudes de onda, lo convierte en la nebulosa planetaria más estudiada de nuestra Galaxia. Se trata de una NP muy joven (Masson, 1989, Terzian, 1997), rica en carbono (Middlemass, 1990), con una estrella central de muy alta temperatura $\sim 2 \times 10^5 K$, (Stanghellini et al. 2002, Górný, Stasińska & Tylanda, 1997).

Es probablemente el objeto más brillante de nuestra galaxia en $\lambda 5007$. Su tamaño en el visible y en radio es de aproximadamente 12×8 segundos de arco, con forma rectangular en el visible y dominada por una región más brillante de 5 segundos de arco. Esta zona brillante coincide con zonas de baja extinción en los mapas de extinción diferencial de Atherton et al. (1979) y Walton et al. (1988).

Posee una envolvente de material neutro y molecular (Mufson & Marioni 1975; Jaminet et al. 1991; Phillips et al. 1991). Observaciones de Woodward et al. (1992) y de Walsh & Clegg (1994) demuestran la presencia de polvo tanto en la envolvente neutra como dentro de la región III, por lo que la extinción interna en esta nebulosa es muy importante (Seaton, 1979; Lester & Dinerstein, 1984; Middlemass, 1990). ella (Woodward et al., 1992). Imágenes del HST (Ciardullo et al. 1999) muestran que la distribución de polvo dentro de la nebulosa puede ser extremadamente grumosa. Esto representa un problema que hay que solventar al aplicar el método de extinción-distancia.

En todos nuestros espectros multirendija (67) aparecen líneas nebulares, por lo que la sustracción del cielo se realizó con sumo cuidado. Los espectros de cielo extraídos se utilizaron además para estudiar el comportamiento del cociente $\lambda 5007/H\beta$, cuya variación con la distancia a la planetaria nos hizo pensar inicialmente en la existencia de un halo alrededor de ella (Navarro et al. 2000); sin embargo esta variación es posible explicarla por la combinación de luz dispersada y luz difusa proveniente del medio interestelar circundante o de un halo real muy tenue alrededor de la NP. Para determinar cual de estas posibilidades es la que produce el efecto descrito, se realizaron observaciones de este objeto con la cámara de campo amplio (WFC) y con el espectrógrafo IDS del telescopio Isaac Newton (INT), que nos permitirán eliminar o confirmar la existencia de un halo alrededor de esta planetaria (artículo en preparación).

Primera etapa de clasificación.

Alrededor de esta planetaria se observaron un total de 67 estrellas con la mascarilla multirendija. Se obtuvieron 46 espectros útiles, 16 de ellos con $S:N > 30$ y 18 más con $S:N > 20$.

En la tabla 6.7 se presentan los resultados de la primera etapa de clasificación automática. Como vemos, en general, el error interno de las redes es superior al obtenido en los otros dos campos, en especial el de los comités de redes Net0 y Net2. Esto se debe a que en la gran mayoría de los espectros la región azul (anterior a 4200\AA) es muy débil.

En la figura 6.7 se compara gráficamente la clasificación previa de los espectros y la clasificación de cada uno de los comités de redes Net0, Net1 y Net2. En ella se puede observar claramente la fuerte variación que sufre la clasificación de cada espectro entre un comité de redes y otro y por tanto la evidente necesidad de utilizar el comité entrenado con los índices situados más hacia el rojo que 4200\AA . También observamos que existen

Tabla 6.7: Resultados de la primera etapa de clasificación espectral automática de las estrellas observadas alrededor de NGC 7027. La explicación del contenido de cada columna se puede ver en el texto y en el encabezado de la tabla 6.1 .

ID.num	Q	TEt	Net0TE	IntEr0	Net1TE	IntEr1	Net2TE	IntEr2	TEWm	TEad1	Δ TE1
N7027.004	2r	4800.	5648.8	153.7	5294.3	82.1	5403.4	126.0	5413.4	5300	80
N7027.008	2	5200.	5422.3	115.2	5141.2	96.7	5291.2	299.2	5272.8	5250	150
N7027.009	3r	5800.	8345.8	2259.5	6175.3	153.9	8261.8	2474.9	6420.9	6200	150
N7027.012	3r	6400.	6257.7	341.8	6474.3	73.9	5915.3	1206.5	6410.9	6400	140
N7027.014	1	4400.	4519.0	70.8	4464.5	51.0	4551.9	55.3	4509.9	4500	50
N7027.016	2a	3100.	6320.5	3891.9	3014.1	22.9	3148.9	179.0	3051.7	3100	40
N7027.020	4r	7400.	6384.9	1725.5	7419.3	470.8	7313.5	2795.7	7211.1	7400	400
N7027.022	3r	6500.	5929.7	985.4	7044.2	287.7	6476.2	443.9	6686.8	7000	290
N7027.026	1	6100.	6102.3	52.5	6129.3	42.8	6163.8	112.1	6125.3	6100	70
N7027.027	3r	5700.	7146.3	343.2	5864.1	55.6	6737.5	187.7	6184.0	5850	100
N7027.029	3r	7300.	7447.1	768.4	7730.8	262.7	7239.6	522.8	7544.4	7500	300
N7027.031	4r	4600.	3386.5	1945.2	3990.2	430.5	6238.2	2248.7	4200.3	4000	430
N7027.034	1	6400.	6221.3	66.5	6201.2	30.2	6283.4	52.686	6228.9	6200	50
N7027.036	2	4600.	4563.0	80.1	4586.9	117.9	4470.4	151.1	4548.1	4500	80
N7027.040	3r	4800.	5002.9	900.1	4398.1	206.8	4035.0	358.4	4359.1	4400	200
N7027.042	2	5700.	5810.2	46.4	5831.0	51.3	5680.1	39.9	5767.0	5750	50
N7027.044	3r	6200.	4286.9	1021.2	5403.5	83.3	2476.6	2161.4	5221.4	5400	100
N7027.046	4r	5000.	5372.1	1843.8	5621.3	294.1	3328.6	2194.2	5352.9	5600	300
N7027.048	2a	7100.	6647.5	150.5	6721.9	304.9	6868.4	385.5	6712.8	6900	380
N7027.050	3	4900.	4350.5	757.0	5177.7	113.8	4893.2	211.1	5013.4	5000	150
N7027.052	3r	3100.	2415.1	133.6	3041.8	126.0	2458.7	272.4	2684.0	3000	130
N7027.054	3r	4200.	876.82	1866.6	2837.3	105.7	2579.0	604.9	2710.5	2900	110
N7027.056	4r	6000.	4293.6	874.8	4578.5	464.6	3683.8	583.9	4207.5	4600	450
N7027.058	3	6000.	6889.6	62.6	6841.0	183.5	7655.7	548.3	6938.3	6900	180
N7027.061	2A	5100.	6384.6	1298.9	6212.0	520.2	4997.2	103.7	5273.1	5000	100
N7027.066	2	4500.	4808.5	182.4	5037.3	66.1	4895.2	103.6	4950.5	4900	180
N7027.068	3	4700.	4638.1	183.0	4737.3	71.6	4597.6	273.7	4691.7	4700	150
N7027.070	3r	5800.	4280.4	626.8	5894.9	111.8	3922.7	1004.0	5501.3	5900	120
N7027.072	2	4900.	4693.9	51.5	4702.3	68.0	4678.9	69.0	4692.0	4700	70
N7027.074	4	6900.	7448.8	3274.9	6566.5	1104.7	7309.6	3493.8	6888.6	7000	500
N7027.076	4r	7100.	6855.9	869.7	6251.3	83.5	4612.1	3732.2	6270.4	6300	200
N7027.078	3r	6000.	4863.0	2646.1	5870.9	85.5	6226.7	2609.6	5851.3	5900	100
N7027.080	3r	5100.	6389.7	613.3	6221.8	261.9	6737.6	1406.8	6325.7	6200	260
N7027.084	3	5900.	5324.1	586.0	5358.8	296.0	5379.5	468.5	5356.7	5350	300
N7027.086	4	5600.	5085.3	313.1	5161.7	653.3	6258.6	1534.8	5249.3	5250	350
N7027.088	3r	6200.	6516.8	1529.4	6245.7	210.5	6088.4	794.9	6242.6	6200	210
N7027.090	2	5200.	5500.8	88.2	5349.0	48.5	5490.7	52.2	5435.8	5400	100
N7027.096	4r	5700.	4793.7	1379.3	5910.0	519.0	5592.1	1822.2	5602.6	5900	500
N7027.098	4	5200.	5948.9	503.8	5704.9	931.1	6157.6	721.0	5955.1	5900	600
N7027.101	2	5000.	4926.5	83.4	4717.9	105.5	4892.5	170.0	4846.9	4850	150
N7027.103	3r	5700.	5827.7	487.9	5994.1	30.1	5547.2	484.7	5960.3	6000	60
N7027.105	3r	6200.	5272.8	894.9	5603.4	104.2	5021.3	881.7	5516.5	5600	100
N7027.107	2	6900.	6469.2	194.3	6388.1	251.1	6386.1	107.4	6409.7	6400	200

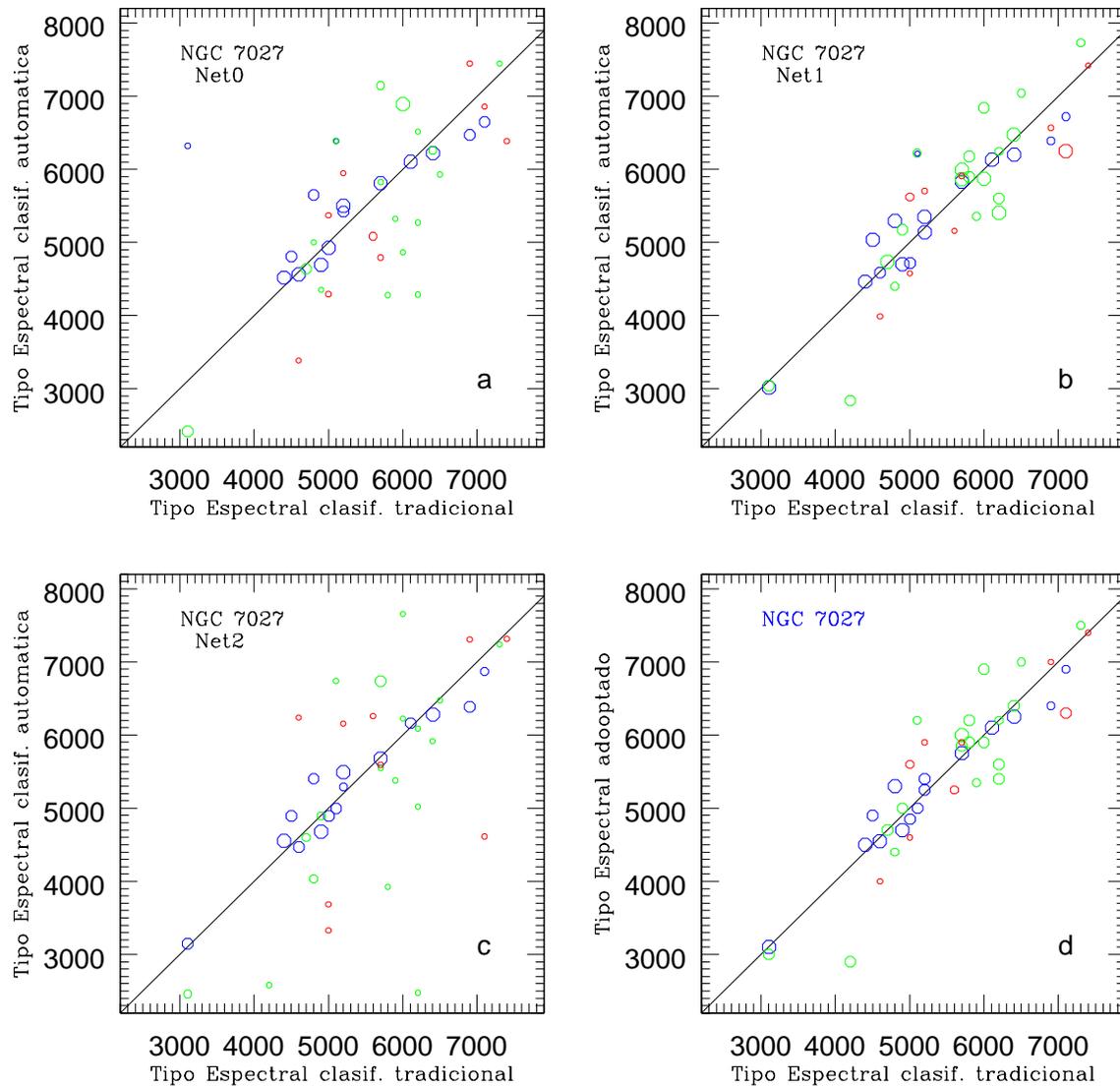


Figura 6.7: Comparación entre el tipo espectral de la clasificación tradicional (TET) y de la clasificación automática realizada con los comités de redes neuronales de la primera etapa de clasificación: a) con Net0, b) con Net1,, c) con Net2 . En d) se presenta la comparación entre el TEAd y la clasificación tradicional. La explicación de los símbolos se detalla en el pie de la figura 6.1.

dos casos donde esta primera etapa de clasificación sitúa el espectro en un grupo erróneo: N7027.054 (4200 a 2900) y N7027.076 (7100 a 6300); sin embargo la segunda etapa las clasifica correctamente.

Segunda etapa de clasificación.

La clasificación espectral de los objetos que rodean a NGC 7027, obtenida con la segunda etapa de redes, se presenta en las tablas 6.8 y 6.9. En ellas, por razones de espacio, en la columna correspondiente a la clasificación realizada con el comité RED2KRL (para estrellas tardías) se incluye la clasificación de las estrellas tipo A observadas, realizada con RED2ARL, que es el comité de redes entrenadas con espectros de tipo O, B y A.

En la figura 6.8 se compara la clasificación tradicional con la obtenida por los comités de redes de esta segunda etapa. En esta figura es evidente la mejoría que se logra en la precisión de la clasificación, respecto a la primera etapa.

Este campo fue uno de los más complicados de analizar debido a la presencia de líneas nebulares en todos los espectros. Sin embargo se logró obtener un gran número de espectros con calidad suficiente para garantizar una clasificación adecuada.

En la figura 6.9 se comparan los resultados de ambas etapas de clasificación. Como vemos, la coincidencia no es tan alta como en los campos previos debido a los espectros que no son clasificados correctamente en la primera etapa.

En cuanto a la clasificación en clase de luminosidad, al igual que en los campos anteriores, no se logra la precisión deseada, sin embargo en los espectros más brillantes (con $S:N > 30$) se logra obtener una incertidumbre menor a una clase de luminosidad, con excepción de las número 48 y 61 donde no fue posible clasificar con un comité de redes adecuado a su tipo y cobertura espectral. La estrella N7027.048 es una estrella M, sin embargo su espectro cubre la región azul y llega únicamente hasta 6200\AA , por lo que los índices que pudieron utilizarse para la clasificación con el comité de redes RED2KRL son solamente 12 (de 4861w a 5900ew), quedando 6 sin evaluar adecuadamente. En cuanto a N7027.061, es una estrella G temprana cuyo espectro cubre únicamente la región situada hacia el azul de 6000\AA ; por ello, los comités de redes utilizados no son los ideales para clasificar este espectro. Sería necesario entrenar un comité de redes que utilizara tan sólo los índices situados entre 3900 y 6000\AA . Sin embargo no se consideró aconsejable realizar este entrenamiento debido al tiempo que se emplea en ello y a que la frecuencia de espectros con estas características entre los del programa, es muy baja y no lo amerita.

Tabla 6.8: TE de las estrellas observadas alrededor de NGC 7027, obtenido con la segunda etapa de clasificación espectral. En el encabezado de la tabla 6.2 se detalla el contenido de las columnas. NOTA: La clasificación de N7027.016 y 052 de la columna 8 se realizó con RED2ARL, comité entrenado con estrellas tipo O, B y A tempranas.

ID.num	Q	TEt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	TEWm2	TEad2	Δ TE2
N7027.004	2r	4800.	5201.5	169.9	4966.2	226.8	—	—	5100.8	4950	230
N7027.008	2	5200.	5463.7	446.5	4998.7	101.6	—	—	5085.0	5100	100
N7027.009	3r	5800.	5729.6	789.3	5779.7	299.3	—	—	5765.9	5800	300
N7027.012	3r	6400.	—	—	—	—	6341.9	24.1	—	6350	50
N7027.014	1	4400.	4586.9	25.0	4474.9	79.5	—	—	4560.1	4500	100
N7027.016	2a	3100.	3318.1	97.1	4252.7	443.4	3071.9	292.3	3256.8	3200	290
N7027.020	4r	7400.	—	—	—	—	7400.6	50.4	—	7400	100
N7027.022	3r	6500.	—	—	—	—	6560.2	50.0	—	6550	100
N7027.026	1	6000.	6250.5	151.4	6051.5	73.5	6093.2	50.7	6105.1	6100	100
N7027.027	3r	5700.	6226.7	268.4	5894.2	105.9	—	—	5988.4	5900	100
N7027.029	3r	7300.	—	—	—	—	7366.6	21.1	—	7400	50
N7027.031	4r	4600.	6610.6	1699.4	4563.2	184.6	—	—	4763.9	4600	180
N7027.034	1	6400.	—	—	—	—	5916.8	23.1	—	5900	50
N7027.036	2	4600.	4156.8	134.2	4146.1	353.1	—	—	4153.9	4200	200
N7027.040	3r	4800.	5176.7	350.9	4624.7	148.6	—	—	4789.0	4600	150
N7027.042	1	5700.	5671.7	67.6	5899.8	55.8	—	—	5796.7	5800	100
N7027.044	3r	6200.	5869.0	308.1	5600.8	160.2	6032.1	41.6	5943.1	5950	250
N7027.046	4r	5000.	5385.7	1151.6	4602.4	542.8	—	—	4853.4	4600	500
N7027.048	2a	7100.	—	—	—	—	6149.3	553.7	—	7100	200
N7027.050	2a	4900.	4758.2	230.3	5152.2	193.9	—	—	4972.1	4900	230
N7027.052	3r	3100.	2283.8	596.1	3571.2	287.7	3169.0	149.2	3306.4	3200	150
N7027.054	3r	4200.	3568.9	528.0	4250.1	463.4	—	—	3931.7	4250	400
N7027.056	4r	6000.	6001.9	1090.3	4801.9	288.4	5930.3	107.4	5607.2	5600	300
N7027.058	3	6000.	5874.8	338.2	6083.6	191.6	6637.2	60.2	6008.1	6000	200
N7027.061	2A	5100.	5350.7	340.7	5311.3	544.8	—	—	5325.8	5300	300
N7027.066	2	4500.	4416.7	276.7	4987.2	204.7	—	—	4744.7	4700	200
N7027.068	3r	4700.	4142.7	129.2	4610.1	85.0	—	—	4424.7	4600	100
N7027.070	3r	5800.	4571.3	658.1	5686.1	185.4	—	—	5441.1	5700	180
N7027.072	2	4900.	4772.4	259.8	4712.5	132.5	—	—	4732.8	4700	130
N7027.074	4	6900.	—	—	—	—	6749.6	63.2	—	6750	130
N7027.076	4r	7100.	—	—	—	—	7449.7	646.9	—	7400	600
N7027.078	3r	6000.	6497.1	1345.9	5384.6	179.5	5957.0	79.1	5782.0	5800	300
N7027.080	3r	5100.	4976.4	830.7	5597.8	235.8	—	—	5460.5	5600	240
N7027.084	3	5900.	5474.1	167.8	5565.0	199.2	—	—	5515.7	5500	200
N7027.086	4	5600.	4902.4	541.4	5723.0	354.6	—	—	5398.3	5400	350
N7027.088	3r	6200.	6761.6	428.1	6186.3	228.2	6179.8	24.9	6180.5	6200	50
N7027.090	2	5200.	5392.7	86.4	5459.0	115.9	—	—	5421.0	5400	100
N7027.096	4r	5700.	6453.5	650.8	6142.0	168.7	—	—	6206.1	6100	250
N7027.098	4	5200.	5360.1	580.7	5025.3	367.0	—	—	5155.0	5150	200
N7027.101	2	5000.	5200.9	67.5	4851.9	56.8	—	—	5011.4	5000	200
N7027.103	3r	5700.	5609.4	153.3	5856.5	206.1	—	—	5714.8	5700	150
N7027.105	3r	6200.	5478.1	491.7	5445.0	142.1	5957.7	86.4	5764.0	5800	250
N7027.107	2	6900.	—	—	—	—	6438.8	25.7	—	6400	50

Tabla 6.9: Clase de luminosidad de las estrellas observadas alrededor de NGC 7027. La clasificación fue realizada con las redes neuronales de la segunda etapa (ver texto): RED2ARL, RED2GL, RED2GRL y RED2KRL. Ver nota de la tabla anterior.

ID.num	Q	CLt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	CLWm	CLad	Δ CL
N7027.004	2r	1.0	4.8	2.44	4.58	1.33	—	—	4.66	5.0	1.3
N7027.008	2	1.0	8.92	2.72	3.31	0.34	—	—	3.94	3.0	0.5
N7027.009	3r	3.1	8.02	3.7	4.83	0.89	—	—	5.45	5.0	0.9
N7027.012	3r	3.1	—	—	—	—	3.69	0.21	—	4.0	0.5
N7027.014	1	3.1	3.49	0.57	4.21	0.97	—	—	3.76	4.0	0.5
N7027.016	2a	5.0	6.14	0.76	4.95	1.26	7.04	0.74	5.69	5.0	1.0
N7027.020	4r	3.1	—	—	—	—	5.29	0.47	—	5.0	0.5
N7027.022	3r	3.1	—	—	—	—	4.94	0.42	—	5.0	0.5
N7027.026	1	5.0	4.38	0.96	4.66	0.40	7.08	0.56	4.58	5.0	0.5
N7027.027	3r	1.0	6.62	2.79	3.99	0.93	—	—	4.65	4.0	0.9
N7027.029	3r	3.1	—	—	—	—	4.37	0.14	—	5.0	1.0
N7027.031	4r	3.1	2.66	9.76	2.25	1.05	—	—	2.29	3.0	1.0
N7027.034	1	5.0	—	—	—	—	5.50	0.33	—	5.0	0.5
N7027.036	2	3.1	4.02	2.23	3.02	0.73	—	—	3.27	3.0	0.7
N7027.040	3r	3.1	5.24	3.94	2.36	2.05	—	—	3.35	3.0	2.0
N7027.042	2	3.1	4.42	0.62	4.08	0.64	—	—	4.25	4.0	0.6
N7027.044	3r	3.1	7.03	1.29	3.17	1.58	4.43	0.22	4.27	4.0	1.0
N7027.046	4r	3.1	0.83	1.72	2.72	1.89	—	—	1.73	3.0	1.9
N7027.048	2a	3.1	—	—	—	—	8.40	4.31	—	5.0	2.0
N7027.050	2a	3.1	3.60	2.19	3.88	1.06	—	—	3.79	4.0	1.0
N7027.052	3r	5.0	-4.9	4.39	3.14	1.98	3.33	0.75	3.27	3.0	1.0
N7027.054	3r	3.1	3.35	7.86	0.90	0.69	—	—	1.10	1.0	0.7
N7027.056	4r	3.1	1.30	7.74	4.25	1.53	4.65	2.08	3.77	4.0	1.5
N7027.058	3	3.1	3.61	8.64	3.20	1.94	4.92	0.53	4.50	4.0	1.5
N7027.061	2A	5.0	0.62	5.56	2.92	1.10	—	—	2.54	5.0	—
N7027.066	2	3.1	5.45	1.40	1.83	0.85	—	—	3.20	5.0	1.4
N7027.068	3r	3.1	4.60	1.18	4.16	1.28	—	—	4.39	5.0	1.3
N7027.070	3r	3.1	1.96	0.87	4.37	0.99	—	—	3.08	4.0	1.0
N7027.072	2	3.1	2.34	1.93	4.82	0.66	—	—	4.19	4.0	1.0
N7027.074	4	3.1	—	—	—	—	4.76	0.67	—	5.0	0.7
N7027.076	4r	3.1	—	—	—	—	0.82	5.42	—	1.0	5.0
N7027.076	4r	3.1	0.05	10.5	3.87	2.52	0.82	5.42	2.85	3.0	2.5
N7027.078	3r	3.1	9.27	10.4	3.33	2.01	4.85	0.44	4.58	5.0	1.0
N7027.080	3r	3.1	5.51	5.98	4.96	0.86	—	—	5.03	5.0	1.0
N7027.084	3	3.1	0.78	1.79	2.37	0.57	—	—	1.98	2.0	1.0
N7027.086	4	3.1	3.03	2.74	3.36	2.56	—	—	3.20	3.0	2.0
N7027.088	3r	3.1	5.92	6.08	2.52	1.56	3.99	0.29	3.76	3.0	1.0
N7027.090	2	3.1	4.99	0.70	5.06	0.34	—	—	5.04	5.0	0.4
N7027.096	4r	3.1	2.42	5.74	3.43	1.24	—	—	3.25	3.0	1.2
N7027.098	4	3.1	3.59	3.66	4.38	1.43	—	—	4.15	4.0	1.4
N7027.101	2	5.0	4.68	1.21	4.46	1.11	—	—	4.57	5.0	1.0
N7027.103	3r	3.0	3.05	2.82	1.60	1.63	—	—	2.13	2.0	1.5
N7027.105	3r	3.1	6.56	9.29	5.01	0.85	7.57	0.54	6.57	5.0	1.0
N7027.107	2	3.1	—	—	—	—	2.28	0.06	—	2.0	0.5

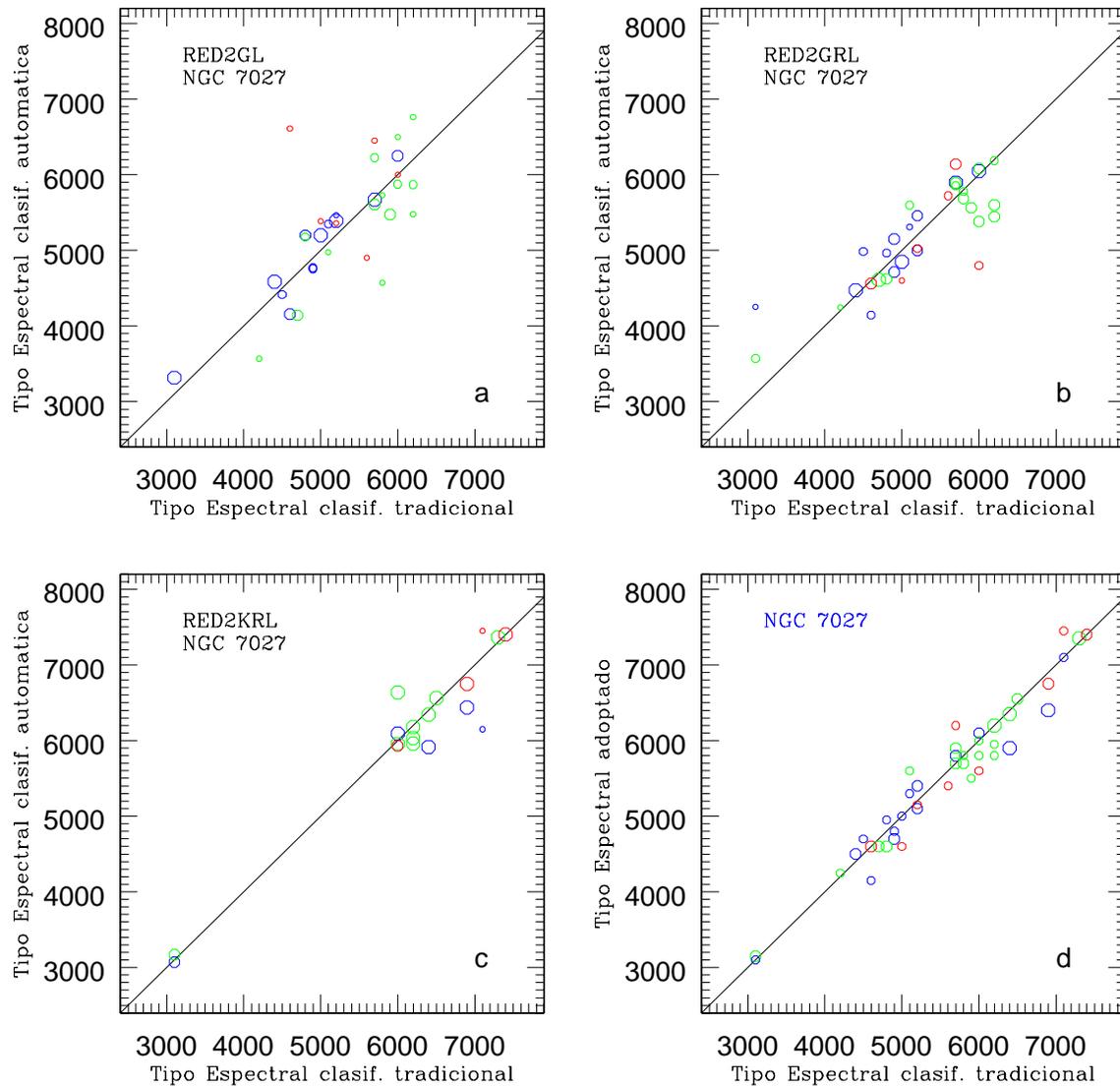


Figura 6.8: Clasificación espectral automática, realizada con los comités de redes neuronales de la segunda etapa de clasificación: a) con RED2GL, b) con RED2GRL, c) con RED2ARL y RED2KRL y d) el TE adoptado, correspondiente al promedio de las clasificaciones aplicables a cada caso.

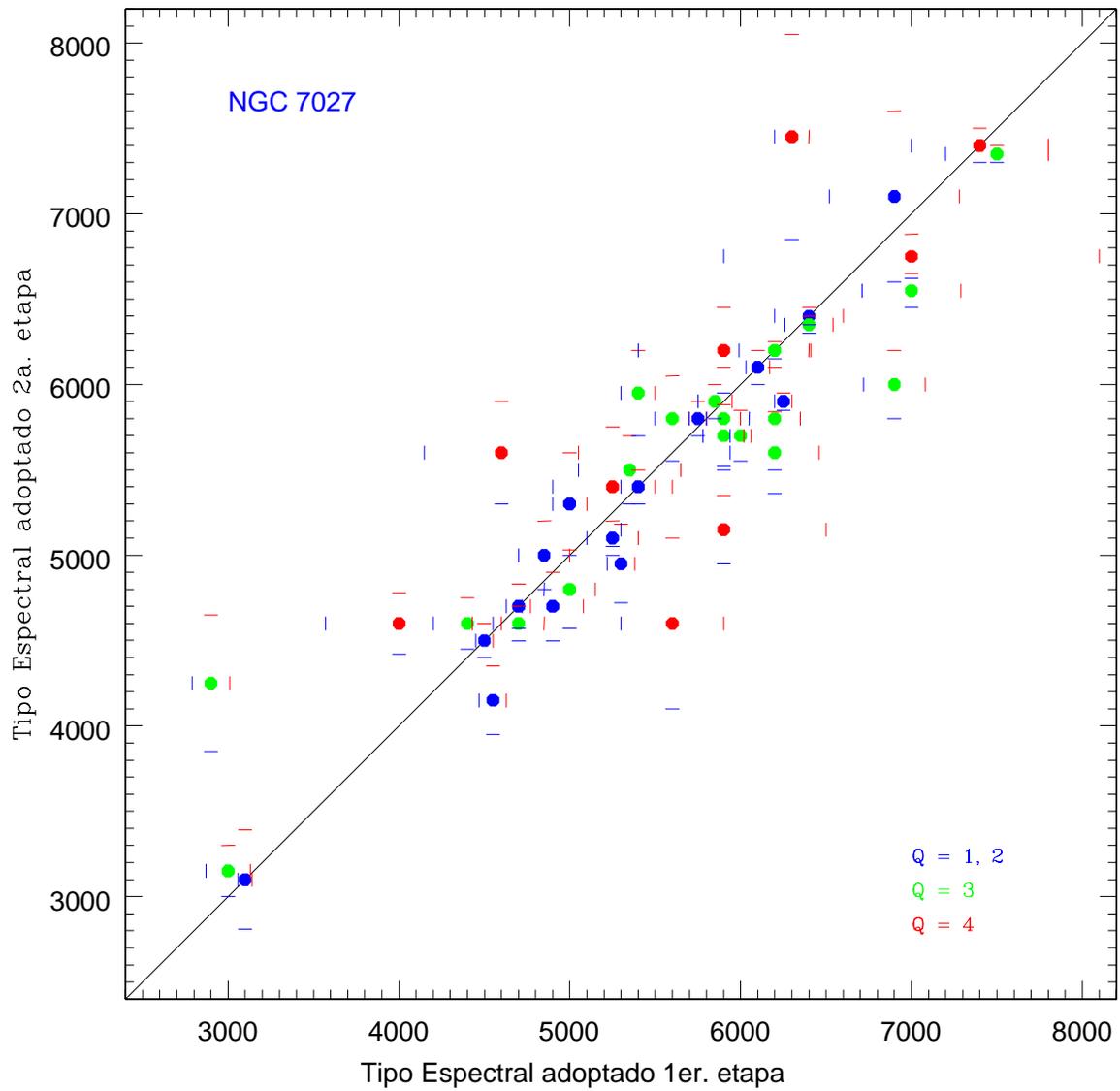


Figura 6.9: Igual que la figura 6.3, para NGC 7027. (Ver tablas 6.7 y 6.8).

6.2. Clasificación espectral automática en un caso extremo.

Ahora aplicaremos el sistema de redes neuronales a un conjunto de espectros que, como dijimos al inicio del capítulo tienen un nivel de S:N bajo, comparado con los espectros en otras regiones. Estos espectros no se clasificaron previamente de forma tradicional; únicamente se realizó una evaluación rápida de su TE previa a la aplicación de las redes, con el fin de tener un punto de comparación. Sin embargo se trata tan sólo de una primera aproximación al TE no de una clasificación precisa.

6.2.1. NGC 6537 = PN G010.1+00.7

Se trata de una NP bipolar de muy alta excitación, rica en Helio y Nitrógeno (Pottasch et al. 2000). En su espectro en el IR cercano se han observado líneas de [SiVII] y [SiVI] (Ashley & Hyland, 1988), lo cual evidencia su alta excitación. Reay et al. (1984) determinan límites inferiores de la temperatura de Zanstra para su estrella central: $T_Z(\text{HI})=110\,000\text{ K}$ y $T_Z(\text{HeII})=150\,000\text{ K}$, mientras que Ashley & Hyland, 1988 determinan una cota superior de $2,4 \times 10^5\text{ K}$ a partir del flujo en líneas de [SiVII]. Pottasch (2000) obtiene una temperatura de Zanstra de al menos $5 \times 10^5\text{ K}$ basándose en el hecho de no poder detectar la estrella central de esta nebulosa con la WFPC2 del HST. Sin embargo, una alta extinción en la región central de la planetaria puede explicar esto, como apunta también Pottasch. Por su parte, Cuesta, Phillips & Mampaso (1995) explican la morfología y la compleja cinemática observada en esta planetaria con un modelo donde los vientos que detectan (con velocidades de 700 y 4400 km/s), son colimados por un disco central, el cual provocaría también una alta extinción, en la dirección de la estrella central ($A_v = 4\text{ mag}$ de acuerdo con Pottasch et al. 2000). Si la extinción que determinemos en la región que rodea a esta planetaria es inferior, supondrá una evidencia más de la existencia de dicho disco.

Primera etapa de clasificación.

Los espectros multirendija obtenidos en esta región fueron 47, de los cuales sólo 6 tienen $S : N > 30$ y 10 $S : N > 20$. Esto se debió a la deficiente calidad del cielo en el momento de la observación.

En la tabla 6.10 se presenta el resultado de la clasificación espectral realizada con la primera etapa de redes neuronales. En esta tabla el TET que aparece es tan sólo una aproximación que se hizo antes de aplicar los comités de redes y no tiene la precisión de la realizada con el método tradicional en las tres NPs discutidas antes. En esta tabla se asignó TET = 5555 cuando no fue posible determinar el TE visualmente debido a lo ruidoso del espectro. La mayoría de estos espectros tampoco pudo ser clasificado utilizando el sistema de redes neuronales porque su S:N era muy baja (generalmente S:N<10). En el parámetro Q, estos espectros se marcan como 4-.

En esta tabla podemos observar el comportamiento de las redes al clasificar espectros muy débiles. El error interno de los comités de redes es muy alto (varios tipos espectrales) lo cual indica la imposibilidad de las redes de asignar un TE a dicho espectro.

Tabla 6.10: TE de las estrellas observadas alrededor de NGC 6537, obtenido con la primera etapa de redes neuronales (ver encabezado de la tabla 6.1). En la columna 2, una Q = 4- indica un cociente señal a ruido muy bajo, menor o del orden de 10, mientras que una c indica que el espectro se encuentra contaminado por un espectro contiguo, generalmente una “fiducial”.

ID.num	Q	TEt	Net0TE	IntEr0	Net1TE	IntEr1	Net2TE	IntEr2	TEWm	TEad1	Δ TE1
N6537.007	1	5800.	5944.1	36.2	5956.	23.9	5904.4	11.4	5925.1	5900	50
N6537.010	3	4700.	4934.1	205.7	5087.1	252.6	4866.3	286.8	4964.1	4900	200
N6537.012	4-	5555.	4653.1	4163.	9624.4	2857.9	2550.9	6639.9	6574.1	—	—
N6537.016	4c	5555.	4508.1	464.1	6033.2	428.6	4519.4	1164.7	5175.5	5100	500
N6537.017	4r	6200.	10326.	1728.	6176.9	817.6	13446.	4698.1	8136.8	6200	800
N6537.020	2r	6100.	6460.9	154.8	6076.6	92.4	6474.5	215.4	6274.	6100	100
N6537.022	3	5700.	5825.5	248.1	5677.9	171.1	5763.5	227.8	5746.	5700	200
N6537.023	4-	5555.	7703.8	2715.5	3725.	1534.7	8812.2	3327.6	5992.6	—	—
N6537.025	2r	7200.	6314.2	1508.4	7200.9	368.3	5414.2	977.4	6652.	7200	350
N6537.027	4-	6700.	9238.3	3132.7	4290.	3347.3	9906.8	2165.6	8155.1	—	—
N6537.030	3	5100.	5961.9	282.9	5875.7	382.1	5814.4	719.8	5904.8	5900	300
N6537.033	4	5300.	7756.2	4544.3	3540.6	1528.3	6582.3	6669.9	4891.5	4900	1500
N6537.035	4r	5555.	5915.8	5310.6	4971.9	1666.3	8070.7	6129.3	5690.	5000	1600
N6537.037	4-	5555.	-2584.4	3467.8	4187.2	3117.6	-879.9	4785.6	506.	—	—
N6537.040	4	4850.	5621.6	645.5	4700.3	1383.7	5688.3	913.4	5445.5	5400	600
N6537.041	4r	5500.	7538.5	1021.2	5569.	764.4	8420.2	1023.7	7013.1	5600	700
N6537.044	3	5200.	5399.9	749.9	5584.4	65.4	4679.4	301.	5421.4	5400	600
N6537.046	4	5555.	7300.	1413.6	6210.6	924.9	7153.9	1276.1	6797.6	6800	900
N6537.048	4r	5555.	8402.6	2852.9	5902.4	654.5	9691.	2562.4	6940.4	5900	600
N6537.049	4r	5555.	1803.3	4318.7	5454.7	1038.	3997.7	3789.	4611.6	5400	1000
N6537.052	1	4300.	4395.3	10.9	4376.7	50.5	4360.7	34.1	4385.5	4400	50
N6537.053	4-	4950.	-1242.5	3638.3	608.8	8307.9	3919.	3667.1	1198.4	—	—
N6537.055	3	6000.	5782.1	534.2	6264.4	80.1	6422.9	411.	6233.6	6200	400
N6537.058	3	4600.	4250.	435.5	4992.6	139.6	3840.4	794.7	4698.2	4700	500
N6537.061	2	4500.	4345.6	245.3	4342.3	26.	4185.1	204.2	4326.3	4300	200
N6537.064	3r	4700.	6563.5	730.4	4739.5	97.9	5175.1	262.2	5009.6	4700	100
N6537.065	3r	6050.	8981.3	5348.6	6062.1	283.7	4296.	5890.6	6125.5	6050	300
N6537.067	4-	5555.	934.12	5588.	2942.8	5271.5	3397.9	3461.5	2596.1	—	—
N6537.069	4-	5555.	8055.2	6131.3	-195.6	4521.3	13058.	3991.7	7154.6	—	—
N6537.071	3r	2600.	4398.2	512.6	3289.	52.8	3624.9	615.	3409.4	3300	200
N6537.073	4r	5555.	5771.6	5074.4	6659.1	947.5	7967.1	3408.1	6794.2	6700	900
N6537.078	4	5555.	7091.8	841.5	5648.4	1455.7	7171.6	1642.3	6712.2	6700	1000
N6537.079	4-	5555.	1753.2	4166.2	2008.2	3865.3	8057.8	5567.8	3519.8	—	—
N6537.081	4	4600.	5360.8	510.1	4850.6	181.3	4409.4	371.1	4832.1	4800	400
N6537.084	4-	5555.	8257.7	2263.3	5862.1	2077.5	6548.5	6681.4	6944.4	—	—
N6537.085	4r	6500.	1286.4	1739.	4296.1	492.	1412.8	1687.6	3221.4	4300	500
N6537.088	4r	6600.	5359.3	1097.9	5519.8	149.6	6043.3	2561.	5527.1	5500	300
N6537.089	4	5700.	3551.	4477.	4002.	1504.	7396.3	2788.1	4897.6	4900	1500
N6537.091	3r	5900.	5998.2	1512.8	5422.4	154.5	4597.9	2442.8	5428.1	5400	300
N6537.093	4r	5500.	11301.	6491.4	5494.5	1571.7	10423.	4499.2	7459.7	5500	1500
N6537.097	4-	5555.	1576.2	5682.7	9885.5	2849.5	5406.6	3843.1	6547.2	—	—
N6537.099	2a	6900.	6452.3	101.5	6378.5	109.4	6506.2	89.1	6450.	6500	200
N6537.102	4r	5950.	6405.6	2394.2	5935.8	359.6	7300.9	9968.1	6036.8	5900	400

Segunda etapa de clasificación.

Utilizando los tipos espectrales determinados en la primera etapa de clasificación, dividimos las estrellas en tres grupos. A las estrellas cuyo TE no pudo ser determinado en la primera etapa, se les asoció un código de TE = 5555, y se clasificaron con todos los comités de la segunda etapa. Los resultados de esta segunda etapa de clasificación se presentan en la tabla 6.11. En ella se calcula también el promedio pesado (TEW_m), salvo que en este caso se tomó en cuenta la región espectral que cubre cada uno de los espectros de manera que para calcular el promedio pesado sólo se incluyeron las clasificaciones que son adecuadas para dicha región.

En la tabla 6.12 se resumen los resultados de la clasificación en clase de luminosidad. En este caso, al no contar con una clasificación previa, de nuevo asociamos un valor fraccionario a CL_t para que STATNET calcule el error interno de cada comité de redes. Como podemos observar, los errores llegan a ser menores a una clase de luminosidad sólo en los casos en que la S:N es mayor que 30. En el caso de los espectros más débiles, es difícil asignar una clase de luminosidad, sin embargo se decidió seguir los mismos criterios y utilizar el comité de redes aplicable de acuerdo a su tipo espectral (determinado en esta segunda etapa de clasificación) y a la cobertura espectral de cada uno. Como podemos observar, la incertidumbre asociada es, en varios de estos casos, un límite inferior.

En la figura 6.10 comparamos los resultados de la segunda etapa de clasificación con la clasificación de la primera etapa. En esta figura observamos que la precisión de la clasificación, si la evaluamos en base al error interno de las redes, mejora con esta segunda etapa de clasificación en la mayor parte de los casos. Como vemos, a la mayor parte de los espectros que no fue posible clasificar en la etapa anterior se les puede asignar una clasificación en la segunda etapa; sin embargo, la incertidumbre siempre es alta.

Tabla 6.11: TE de las estrellas observadas alrededor de NGC 6537. La clasificación fue realizada con las redes neuronales entrenadas en la segunda etapa (ver texto): RED2ARL, RED2GL, RED2GRL y RED2KRL. (Ver el encabezado de las tablas 6.1 y 6.10)

ID.num	Q	TEt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	TEWm2	TEad2	Δ TE2
N6537.007.	1	5900.	5930.4	36.4	6081.9	30.1	—	—	6013.4	6000	50
N6537.010.	3	4900.	5113.0	132.8	5098.6	152.8	—	—	5106.3	5100	150
N6537.012	4-	5555.	4767.7	1248.9	4937.4	808.8	—	—	4870.7	4900	800
N6537.016.	4c	5100.	4834.5	1023.3	4522.4	354.9	—	—	4602.8	4600	200
N6537.017.	4r	6200.	7028.5	1673.2	4620.5	534.4	5986.5	85.7	5797.8	5800	600
N6537.020.	2r	6100.	6301.5	223.3	6282.5	59.7	—	—	6286.6	6300	100
N6537.022.	3	5700.	5856.7	579.1	5619.5	209.9	—	—	5682.7	5700	200
N6537.023.	4-	5555.	6262.3	1392.5	5098.9	738.5	5906.0	105.1	5833.8	5800	700
N6537.025.	2r	7200.	—	—	—	—	7316.7	74.2	—	7300	100
N6537.027.	4-	6700.	6999.1	2443.8	5364.1	183.2	6756.1	64.1	6395.5	6400	900
N6537.030.	3	5900.	5631.3	462.9	5379.1	219.6	—	—	5460.3	5500	200
N6537.033.	4	4900.	5113.8	683.7	4804.6	249.7	—	—	4887.4	4900	200
N6537.035.	4r	5000.	5272.2	1572.4	4828.7	481.1	—	—	4932.7	4900	500
N6537.037.	4-	5555.	4531.3	861.4	3600.4	847.6	6114.2	260.2	5337.5	5300	800
N6537.040.	4	5400.	5723.0	850.2	4803.5	352.7	—	—	5073.1	5100	400
N6537.041.	4r	5600.	5329.4	548.8	5368.8	319.2	—	—	5354.3	5400	300
N6537.044.	3	5400.	5393.9	498.9	5532.0	233.1	—	—	5488.1	5500	200
N6537.046.	4	6800.	—	—	—	—	7561.5	617.8	—	7500	700
N6537.048.	4r	5900.	5208.0	614.0	5451.4	317.5	5808.1	248.8	5651.4	5700	300
N6537.049.	4r	5400.	5020.0	829.0	5746.9	400.9	5968.6	101.3	5924.0	5900	400
N6537.052.	1	4400.	4489.5	34.7	4358.0	22.9	—	—	4410.3	4400	50
N6537.053.	4-	4950.	3069.4	2123.7	4049.8	411.5	—	—	3890.7	3900	500
N6537.055.	3	6200.	6310.1	543.5	6300.8	124.7	—	—	6302.6	6300	100
N6537.058.	3	4700.	5231.9	364.5	5110.8	203.2	—	—	5154.2	5150	200
N6537.061.	2	4300.	4211.7	107.4	4377.2	95.5	—	—	4299.4	4300	100
N6537.064.	3r	4700.	4863.2	134.8	4923.8	185.6	—	—	4888.8	4900	150
N6537.065.	3r	6050.	4413.6	1719.0	6499.3	167.9	—	—	6313.8	6500	200
N6537.067.	4-	5555.	5051.4	1252.1	5030.5	650.6	6229.1	141.0	5037.7	5000	600
N6537.069.	4-	5555.	4361.4	1953.2	5764.2	958.6	5906.1	123.0	5890.0	5900	700
N6537.071.	3r	3300.	3812.5	256.5	3438.9	226.5	3175.4	258.8	3315.9	3300	300
N6537.073.	4r	6700.	2863.1	1679.9	5083.3	679.9	5819.7	343.7	5572.4	5600	300
N6537.078.	4	6700.	5597.4	1501.5	5553.1	742.6	6073.0	536.6	5810.7	5800	500
N6537.079.	4-	5555.	5557.5	2399.2	5291.5	587.8	7523.6	265.8	5343.9	5300	600
N6537.081.	4	4800.	5070.2	669.5	4731.4	207.1	—	—	4811.5	4800	300
N6537.084.	4-	5555.	6124.2	1532.8	5261.3	227.4	7674.7	627.4	5372.9	5400	700
N6537.085.	4r	4300.	3700.2	643.3	4948.9	277.6	—	—	4572.5	4600	300
N6537.088.	4r	5500.	6085.5	703.7	5057.4	587.3	6128.4	23.4	6087.4	6100	600
N6537.089.	4	4900.	5916.1	1606.0	4658.3	555.7	—	—	4981.6	5000	900
N6537.091.	3r	5400.	5186.1	794.4	5954.4	52.0	—	—	5907.3	5900	400
N6537.093.	4r	5500.	6674.2	2006.8	6349.6	269.4	—	—	6388.1	6300	300
N6537.097.	4-	5555.	5050.3	925.7	5482.2	849.9	6057.5	100.4	5913.1	5900	900
N6537.099.	2a	6500.	6379.3	88.4	6383.3	120.6	6211.4	46.5	6381.0	6400	100
N6537.102	4r	5900.	6245.4	2125.6	6566.6	83.8	—	—	6554.5	6550	200

Tabla 6.12: Clase de luminosidad automática de las estrellas observadas alrededor de NGC 6537. La clasificación fue realizada con las redes neuronales entrenadas en la segunda etapa: RED2ARL, RED2GL, RED2GRL y RED2KRL. Ver encabezado de las tablas 6.1 y 6.10.

ID.num	Q	CLt	R2GL	Er2GL	R2GRL	Er2GRL	R2KRL	Er2KRL	CLWm	CLad	Δ CL
N6537.007.	1	3.1	4.73	0.27	3.16	1.11	—	—	4.43	5.0	0.3
N6537.010.	3	3.1	3.52	3.47	5.19	0.74	—	—	4.9	5.0	0.8
N6537.012.	4-	3.1	9.79	14.65	3.06	2.03	4.69	3.04	3.71	3.0	2.0
N6537.016.	4c	3.1	3.09	11.21	4.2	2.76	3.62	1.84	3.85	4.0	1.0
N6537.017.	4r	3.1	0.11	10.95	4.76	1.93	2.64	0.28	2.91	3.0	1.8
N6537.020.	2r	3.1	5.84	1.77	3.7	0.88	—	—	4.41	4.0	1.0
N6537.022.	3	3.1	4.32	1.59	3.02	1.24	—	—	3.59	4.0	1.0
N6537.023.	4-	3.1	4.31	4.68	1.49	1.28	1.07	2.18	2.1	2.0	2.0
N6537.025.	2r	3.1	—	—	—	—	2.05	0.29	—	2.0	0.3
N6537.027.	4-	3.1	5.86	15.83	1.58	1.09	4.36	0.94	3.67	4.0	1.0
N6537.030.	3	3.1	6.78	4.07	4.71	0.88	—	—	5.08	5.0	0.9
N6537.033.	4	3.1	2.42	12.29	1.77	1.43	—	—	1.84	2.0	1.5
N6537.035.	4r	3.1	0.92	3.90	4.73	1.15	10.6	6.60	3.86	5.0	1.1
N6537.037.	4-	3.1	-0.31	15.64	3.26	1.13	5.34	1.56	3.01	3.0	1.1
N6537.040.	4	3.1	4.05	4.84	5.25	1.33	—	—	4.99	5.0	1.3
N6537.041.	4r	3.1	-3.67	9.15	2.01	2.32	—	—	0.86	2.0	2.3
N6537.044.	3	3.1	3.71	4.00	1.67	0.86	—	—	2.03	2.0	0.9
N6537.046.	4	3.1	3.77	10.39	2.90	2.60	6.76	4.83	3.07	3.0	2.6
N6537.048.	4r	3.1	16.06	17.26	4.82	1.02	3.07	1.88	4.21	4.0	1.0
N6537.049.	4r	3.1	8.88	8.93	2.10	1.24	0.26	0.77	0.97	1.0	1.2
N6537.052.	1	3.1	4.14	0.28	1.59	0.59	—	—	3.32	4.0	0.6
N6537.053.	4-	3.1	-9.17	9.95	1.18	1.58	—	—	-0.24	—	—
N6537.055.	3	3.1	1.89	3.90	1.26	0.87	—	—	1.38	1.0	1.0
N6537.058.	3	3.1	-0.37	1.99	5.56	0.22	—	—	4.96	5.0	0.5
N6537.061.	2	3.1	2.77	2.11	1.48	0.75	—	—	1.82	2.0	0.8
N6537.064.	3r	3.1	1.32	3.29	5.18	1.02	—	—	4.26	5.0	1.0
N6537.065.	3r	3.1	7.20	15.81	2.57	1.20	—	—	2.90	3.0	1.2
N6537.067.	4-	3.1	1.00	6.10	3.55	1.45	4.27	0.77	3.06	3.0	1.5
N6537.069.	4-	3.1	9.29	16.89	5.24	1.58	3.31	0.89	5.59	5.0	1.5
N6537.071.	3r	3.1	5.99	0.82	1.47	0.91	2.45	1.09	3.84	4.0	0.9
N6537.073.	4r	3.1	-0.31	17.19	4.30	0.60	0.81	0.76	2.76	3.0	1.0
N6537.078.	4	3.1	11.68	11.54	3.65	1.89	3.41	2.43	4.79	5.0	1.9
N6537.079.	4-	3.1	1.30	16.51	0.52	0.90	-2.1	5.62	0.56	—	—
N6537.081.	4	3.1	3.02	5.45	5.20	0.66	—	—	4.96	5.0	1.3
N6537.084.	4-	3.1	-3.56	8.19	3.70	2.14	7.25	1.58	2.19	4.0	2.0
N6537.085.	4r	3.1	-3.31	8.66	4.15	0.68	—	—	3.60	4.0	1.0
N6537.088.	4r	3.1	4.39	7.91	3.79	0.86	4.66	0.56	4.32	4.0	1.0
N6537.089.	4	3.1	13.01	14.66	3.44	2.27	—	—	4.73	5.0	2.0
N6537.091.	3r	3.1	-1.59	10.39	2.83	0.43	—	—	2.65	3.0	0.5
N6537.093.	4r	3.1	5.83	17.80	2.33	1.58	—	—	2.62	3.0	1.6
N6537.097.	4-	3.1	10.67	14.98	4.90	0.83	1.59	0.53	5.21	5.0	0.8
N6537.099.	2a	3.1	3.95	0.94	4.74	0.40	4.83	0.23	4.51	5.0	0.5
N6537.102	4r	3.1	0.53	5.13	3.11	2.31	—	—	2.31	3.0	2.3

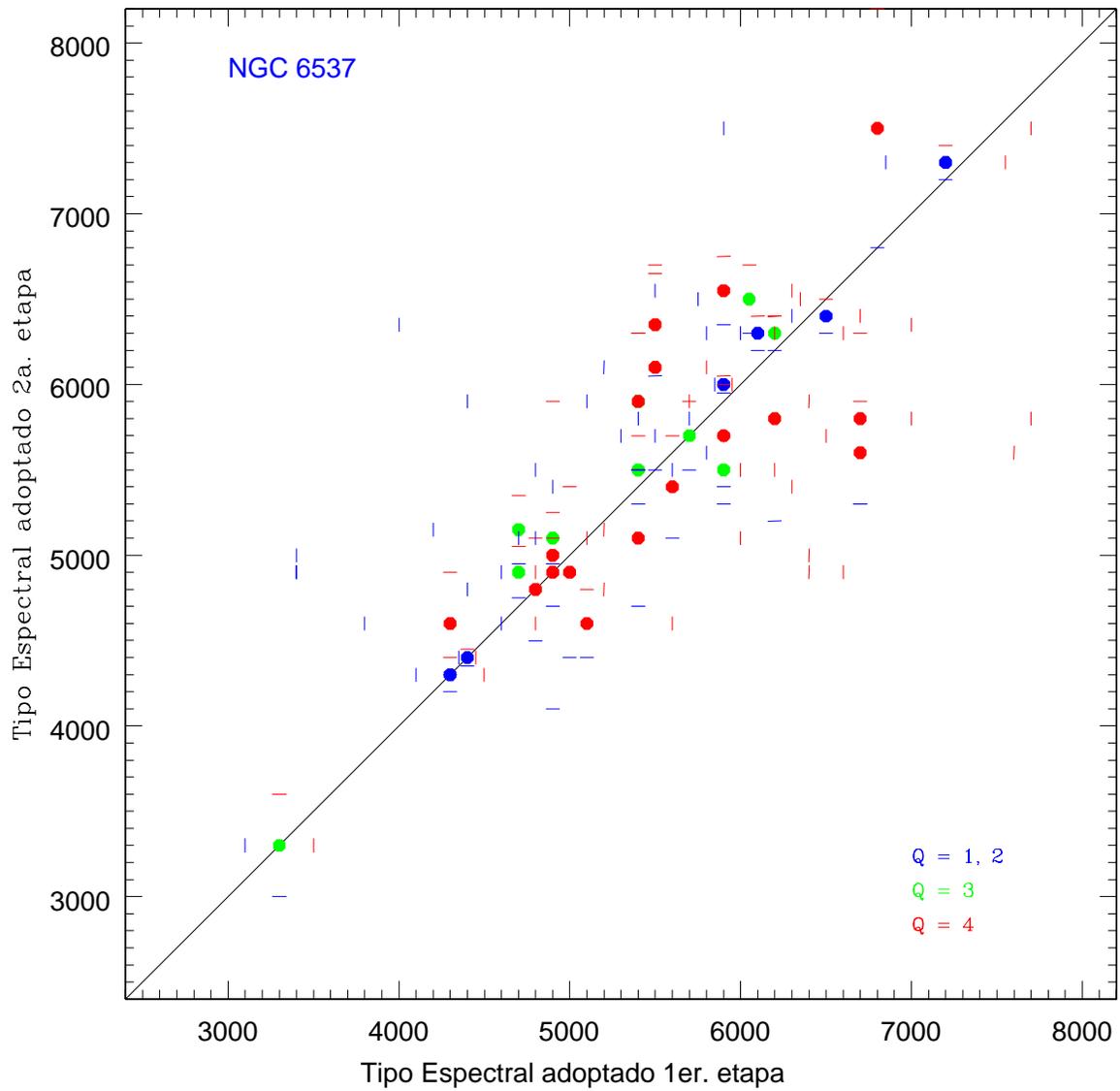


Figura 6.10: Igual que la figura 6.3, para NGC 6537. (Ver tablas 6.10 y 6.11).

Antes de continuar con el cálculo de las distancias a estas planetarias, es importante hacer la siguiente reflexión sobre la clasificación en CL. Como se hizo notar en el capítulo 5, los espectros de Jacoby, con los que entrenamos las redes neuronales, contienen principalmente espectros con clase de luminosidad I, III y V, por lo que las estrellas con CL II y IV se encuentran mal representadas en nuestra muestra. Esto es justificable si se toma en cuenta que entre las estrellas de campo la gran mayoría de estrellas observadas son de secuencia principal (CL = V) o gigantes (CL = III). Las estrellas supergigantes (CL = I) representan una fracción de hasta tres órdenes de magnitud por debajo, según la función de masa actual (Zombeck, 1990). Las estrellas con clase de luminosidad II y IV son aun más escasas. Teniendo en cuenta esto se decidió dar prioridad a las clases de luminosidad más frecuentes, cuando el intervalo de incertidumbre en la CL las incluye.

7

Distancias

Realizada la clasificación espectral de las estrellas de campo, principal objetivo de esta tesis, ahora es necesario reunir los resultados de las demás observaciones: la fotometría de estas mismas estrellas y la extinción medida en el espectro de las planetarias, para poder determinar su distancia.

En este capítulo utilizaremos los resultados de la clasificación espectral automática para determinar el enrojecimiento y el módulo de distancia de las estrellas observadas en la dirección de NGC 6781, NGC 7027 y NGC 6537. Con ello construiremos el diagrama extinción - distancia para estas regiones y, a partir de la extinción de cada NP, podremos determinar (al fin!) la distancia a las mismas.

7.1. Fotometría en B y V

Como mencionamos en el capítulo 2, en el telescopio JKT se obtuvieron imágenes en B y V de los campos que rodean las planetarias. D. Pollaco ha realizado la reducción de estas imágenes y está obteniendo la fotometría de las estrellas que fueron observadas espectroscópicamente con el WHT. Los primeros resultados de esta fotometría, correspondientes a NGC 6781, NGC 7027 y NGC 6537 se presentan en las tablas 7.1 a 7.3.

El contenido de estas tablas es el siguiente:

Columna 1. Número de rendija, correspondiente a la numeración en los mapas de las figuras 7.1 a 7.3

Columna 2. Número utilizado al realizar la fotometría.

Columna 3 y 4. Coordenadas α, δ , (equinoccio 1950).

Columna 5. Magnitud B

Columna 6. Magnitud V

Columna 7. Color B - V

Columna 8. Número que identifica el espectro correspondiente (Cap.6).

Columna 9. Comentarios.

Columna 10. Parámetro que indica la calidad del espectro (ver tablas del Cap.6).

Columna 11. Clasificación espectral adoptada.

El error en el color B-V depende de la magnitud de la estrella, siendo menor al 5 % para las estrellas más brillantes y llegando al 10 o 15 % para las más débiles (Pollaco, 2005). El espectro obtenido de las estrellas más débiles es, generalmente, de baja S:N por ello podemos suponer que el error en el color observado es menor al 10 % en los casos utilizados.

Tabla 7.1: Fotometría en B y V de las estrellas observadas alrededor de NGC 6781. La primer columna corresponde al número que aparece en el mapa estelar (figura 7.1). SpN (columna 8) identifica el espectro de cada estrella en las tablas 6.4 a 6.6.

Map	PhN	A.R.(1950)	DEC(1950)	V	B	B - V	SpN	Com	Q	SpCl
1	689	19:16:11.64	6:24:31.79	–	–	–	–	FidSt	–	–
2	687	19:16:10.50	6:24:21.92	18.85	–	–	–	FidSt	–	–
3	3859	19:16:11.71	6:24:57.44	19.87	–	–	98	–	4	G3IV
4	72	19:16:11.62	6:25:07.77	17.73	–	–	–	FidSt	–	–
5	3826	19:16:09.40	6:24:30.55	–	–	–	–	ov/Fid.	–	–
6	4	19:16:07.69	6:24:25.54	14.81	16.66	1.85	95	–	2r	K2III
7	67	19:16:08.88	6:24:51.23	17.31	–	–	94	–	2	K1.5III
8	28	19:16:06.41	6:24:22.13	16.45	17.58	1.13	92	–	1	F6V
9	136	19:16:06.17	6:24:27.65	18.74	–	–	90	–	3r	G5.5II
10	76	19:16:10.01	6:25:32.64	17.34	–	–	88	–	3	K2III
11	139	19:16:05.39	6:24:33.76	17.97	–	–	86	–	3	K0IV
12	30	19:16:05.28	6:24:36.09	16.48	17.92	1.44	85	–	1	G4.5V
13	3857	19:16:05.77	6:24:54.19	19.49	–	–	–	MDeb.	–	–
14	4637	19:16:10.62	6:26:16.87	19.52	–	–	83	–	–	–
15	707	19:16:04.86	6:24:56.87	19.27	–	–	–	no-sp	–	–
16	4676	19:16:09.75	6:26:20.47	19.48	–	–	81	–	4r	K5V
17	81	19:16:07.76	6:25:57.64	17.58	–	–	79	–	3	K3III
18	83	19:16:07.79	6:26:06.53	17.68	–	–	77	–	3r	K3III
19	69	19:16:02.91	6:25:02.61	17.82	19.26	1.44	75	–	2	F8V
20	13	19:16:11.33	6:27:19.77	15.21	17.48	2.27	73	–	3r	K2III
21	74	19:16:02.72	6:25:19.57	17.88	–	–	70	–	4r	K1III
22	40	19:16:06.70	6:26:24.99	16.77	19.1	2.33	69	–	2	K0III
23	14	19:16:11.23	6:27:41.26	15.38	16.75	1.37	67	–	2	F6V
24	29	19:15:58.09	6:24:34.12	16.38	18.68	2.30	65	–	2a	K1III
25	2820	19:16:06.96	6:26:52.83	–	–	–	–	no-sp	–	–
26	41	19:16:04.85	6:26:29.36	16.94	18.44	1.50	62	no-sp	4e	G1Ve
27	743	19:16:02.55	6:26:02.36	–	–	–	60	no-sp	–	–
28	51	19:16:08.73	6:27:43.86	17.88	–	–	59	no-sp	–	–
29	112	19:16:09.47	6:28:03.27	17.37	19.05	1.68	58	no-sp	–	–
30	2	19:15:56.07	6:24:52.78	13.80	14.95	1.15	57	–	2a	F4V
31	655	19:16:11.60	6:28:53.70	18.06	–	–	55	–	2	G4.5IV
32	7	19:16:05.08	6:27:23.12	14.07	15.14	1.07	–	bord	–	–
33	10	19:15:56.14	6:25:18.97	15.40	16.57	1.17	–	bord	–	–
34	149	19:15:54.70	6:25:07.17	18.22	20.18	1.96	53	–	4r	K0.5III
35	1	19:16:07.53	6:28:25.99	12.55	14.30	1.75	51	–	3	K1III
36	66	19:15:51.37	6:24:34.00	17.10	18.56	1.46	49	–	3m	A4m+9III
37	56	19:16:07.51	6:28:42.79	16.86	18.24	1.38	47	–	1	G1V
38	3764	19:16:06.64	6:28:39.32	–	–	–	–	no-sp	–	–
39	33	19:15:51.23	6:24:59.17	17.04	18.47	1.43	45	–	2a	G5III
40	185	19:15:55.22	6:26:08.96	17.94	19.62	1.68	–	FidSt	–	–
41	637	19:16:04.60	6:28:27.00	18.44	–	–	–	ov/Fid.	–	–
42	49	19:16:00.61	6:27:36.97	17.75	19.92	2.17	42	–	4rc	G6V
43	127	19:16:09.18	6:29:51.19	17.58	–	–	40	–	3	M2III
44	17	19:16:06.46	6:29:16.88	14.99	16.04	1.05	–	no-sp	–	–
45	3797	19:16:07.54	6:29:43.12	18.84	–	–	–	Mdeb-bord	–	–
46	7341	19:16:05.68	6:29:26.84	–	–	–	38	Mdeb-bord	–	–
47	26	19:16:06.44	6:29:43.71	15.98	17.27	1.29	–	Mdeb-bord	–	–

Tab	7.1	Continuación								
48	728	19:15:50.22	6:25:53.31	-	-	-	36	deb-bord	-	-
49	6	19:15:53.02	6:26:41.77	14.67	15.75	1.08	34	-	1a	A4V
50	4785	19:15:51.72	6:26:28.04	-	-	-	-	no-sp	-	-
51	7313	19:16:01.81	6:29:10.74	-	-	-	32	deb-bord	4r	G9II
52	3803	19:16:04.10	6:29:51.76	-	-	-	30	-	4r	K7V
53	7351	19:16:03.32	6:29:48.35	-	-	-	-	no-sp	-	-
54	3812	19:16:03.33	6:29:57.44	-	-	-	28	-	-	-
55	7356	19:16:02.38	6:29:52.39	-	-	-	26	-	-	-
56	7322	19:15:59.74	6:29:18.25	-	-	-	24	-	-	-
57	665	19:15:59.31	6:29:21.24	17.93	19.42	1.49	23	-	-	-
58	108	19:15:52.62	6:27:50.83	17.49	18.83	1.34	22	-	3	A9II
59	3347	19:15:49.75	6:27:15.65	-	-	-	-	no-sp	-	-
60	7300	19:15:55.38	6:28:48.30	-	-	-	19	o-no-sp	3	F9V
61	120	19:15:55.09	6:28:51.85	17.34	18.82	1.48	-	no-sp-o-19	-	-
62	55	19:15:51.97	6:28:18.02	17.02	19.45	2.43	17	-	2r	K1III
63	7352	19:15:57.94	6:29:51.08	-	-	-	14	o-no-sp	1	F6V
64	27	19:15:57.62	6:29:55.19	15.98	17.26	1.28	-	no-sp-o-14	-	-
65	16	19:15:50.48	6:28:20.43	15.41	18.04	2.63	12	-	4r	K1II
66	7268	19:15:50.73	6:28:33.69	-	-	-	10	-	-	-
67	7384	19:15:56.22	6:29:59.74	-	-	-	-	no-sp.	-	-
68	7269	19:15:49.81	6:28:33.39	-	-	-	-	no-esp/Fid	-	-
69	121	19:15:51.15	6:29:03.08	17.53	19.31	1.78	-	FidSt	-	-
70	61	19:15:53.27	6:29:36.52	16.85	18.13	1.28	-	ov/Fid.	-	-
71	62	19:15:53.16	6:29:40.56	17.07	18.46	1.39	-	no-sp	-	-
72	7375	19:15:53.23	6:29:56.73	-	-	-	6	Mdeb	-	-
73	3820	19:15:51.22	6:29:41.63	-	-	-	3	-	-	-
74	3796	19:15:51.01	6:29:45.84	-	-	-	2	-	-	-
75	7348	19:15:50.12	6:29:35.89	-	-	-	-	ov/Fid.	-	-
76	3790	19:15:49.75	6:29:39.78	-	-	-	-	FidSt	-	-

Nota: En la tabla 7.1 hay 15 estrellas de las que aún no se ha obtenido su fotometría y cuyo tipo espectral ya se ha determinado. Estos objetos serán incluidos posteriormente.

Tabla 7.2: Fotometría en B y V de las estrellas observadas alrededor de NGC 7027. El número de la columna 8 identifica el espectro de cada estrella en las tablas 6.7 a 6.9.

Map	PhN	A.R.(1950)	DEC(1950)	V	B	B - V	SpN	Coment.	Q	SpCl
1	368	21:05:22.62	41:59:38.63	15.47	17.81	2.34	107	-	2	K4II
2	80	21:05:21.88	41:59:49.59	17.61	19.07	1.46	-	Fid	-	-
3	1494	21:05:21.61	41:59:55.85	19.84	23.03	3.19	S30	no-sp	-	-
4	221	21:05:22.81	42:00:17.35	19.43	20.98	1.55	105	-	3	G8V
5	54	21:05:20.22	41:59:55.67	16.68	18.48	1.80	103	-	3	G7II
6	44	21:05:22.11	42:00:24.02	16.48	17.86	1.38	101	-	2	G0V
7	1491	21:05:18.52	41:59:52.64	21.00	-	-	S26	-	-	-
8	382	21:05:19.26	42:00:09.77	20.00	21.64	1.64	98	-	4	G1.5V
9	240	21:05:21.11	42:00:38.21	19.46	20.95	1.49	96	-	4	K2III
10	1422	21:05:14.04	41:59:27.02	20.72	-	-	95	Mdeb	-	-
11	690	21:05:13.21	41:59:27.41	20.67	23.20	2.53	94	Mdeb	-	-
12	988	21:05:23.01	42:01:25.75	21.03	24.10	3.07	93	Mdeb	-	-
13	982	21:05:21.94	42:01:20.69	21.06	-	-	92	Mdeb	-	-
14	1799	21:05:22.72	42:01:39.83	21.58	23.79	2.21	S21	-	-	-
15	92	21:05:22.75	42:01:48.83	17.79	19.18	1.39	90	-	2	G4V

Tab	7.2	Cont.								
Map	PhN	A.R.(1950)	DEC(1950)	V	B	B - V	SpN	Coment.	Q	SpCl
16	246	21:05:16.95	42:00:50.25	19.38	20.88	1.50	88	-	3	K2III
17	682	21:05:14.29	42:00:30.90	19.67	21.41	1.74	86	-	4	G4III
18	251	21:05:17.29	42:01:10.78	19.10	20.52	1.42	84	-	3	G5II
19	959	21:05:15.79	42:01:02.99	20.19	22.57	2.38	82	Mdeb	-	—
20	256	21:05:16.68	42:01:22.08	19.81	21.31	1.50	80	-	3	G6V
21	289	21:05:23.21	42:02:43.80	19.59	21.26	1.67	78	-	3	G8V
22	384	21:05:08.93	42:00:13.23	20.12	21.92	1.80	76	-	4	M4III
23	1099	21:05:18.20	42:02:04.43	20.06	21.95	1.89	74	EmN	4	K7V
24	69	21:05:20.28	42:02:35.73	17.24	18.52	1.28	72	-	2	F7IV
25	257	21:05:12.97	42:01:23.50	19.55	21.25	1.70	70	EmN	3	G7IV
26	61	21:05:09.33	42:00:52.01	17.29	18.52	1.23	68	-	3	F6V
27	144	21:05:06.06	42:00:21.91	18.81	20.25	1.44	66	-	2	F7V
28	1024	21:05:12.72	42:01:46.45	21.11	22.83	1.72	S15	-	-	—
29	1233	21:05:22.43	42:03:43.00	20.96	-	-	64	Mdeb	-	—
30	1066	21:05:12.34	42:01:58.04	21.28	-	-	62	EmN	-	—
31	137	21:05:00.69	41:59:56.78	18.29	19.60	1.31	61	-	2	G3V
32	316	21:05:20.88	42:03:50.22	19.38	21.34	1.96	58	EmN	3	K0V
33	527	21:05:13.37	42:02:37.00	19.99	21.86	1.87	56	EmN	4	G6IV
34	253	21:05:05.82	42:01:19.16	19.78	21.01	1.23	54	EmN	3	F2.5I
35	72	21:05:15.01	42:03:09.90	17.46	18.59	1.13	52	-	3	A2III
36	259	21:05:05.20	42:01:29.83	19.42	20.61	1.19	50	EmN	2	F8III
37	43	21:04:55.97	41:59:55.59	16.63	18.00	1.37	48	-	2	M1V
38	971	21:05:02.17	42:01:12.55	20.81	21.34	0.53	46	deb	4	F6III
39	520	21:05:06.35	42:02:09.85	20.41	22.64	2.23	S13	-	-	—
40	85	21:04:55.39	42:00:17.36	18.12	19.57	1.45	-	Fid	-	—
41	313	21:05:12.73	42:03:37.35	19.55	20.75	1.20	44	-	3	G9.5IV
42	171	21:05:05.57	42:02:25.30	18.73	20.05	1.32	42	EmN	1	G8IV
43	541	21:05:08.08	42:03:01.99	20.14	21.21	1.07	40	EmN	3	F6III
44	1018	21:05:00.31	42:01:44.02	21.22	23.07	1.85	S11	-	-	—
45	1226	21:05:10.09	42:03:40.45	20.99	22.56	1.57	38	Mdeb	-	—
46	1112	21:05:03.08	42:02:31.88	21.24	23.80	2.55	S9	-	-	—
47	190	21:05:11.04	42:04:08.06	18.94	20.48	1.54	36	-	2	F4III
48	89	21:04:55.39	42:01:23.54	-	-	-	S8	-	-	—
49	38	21:05:10.28	42:04:18.05	15.42	16.37	0.95	34	cont	1	G9V
50	2023	21:05:05.13	42:03:28.74	-	-	-	-	cont	-	—
51	130	21:05:12.73	42:04:59.92	-	-	-	-	Fid	-	—
52	526	21:04:59.17	42:02:38.66	20.01	21.25	1.24	31	-	4	F6III
53	321	21:05:05.57	42:03:58.03	19.80	21.11	1.31	29	-	3	M3.5V
54	195	21:05:07.59	42:04:29.20	19.07	20.31	1.24	27	-	3	G9IV
55	109	21:05:01.37	42:03:27.47	18.08	19.71	1.63	26	-	1	K0V
56	1123	21:04:56.80	42:02:46.74	21.12	22.49	1.37	24	Mdeb	-	—
57	577	21:05:02.00	42:03:53.48	20.49	21.99	1.50	22	-	3	K5.5V
58	312	21:04:59.93	42:03:39.37	19.80	21.21	1.41	-	no-sl	-	—
59	351	21:05:06.53	42:04:59.27	19.61	21.63	2.02	20	EmSt	4	M4V
60	1161	21:04:55.60	42:03:05.72	20.95	-	-	S6	-	-	—
61	1231	21:04:58.38	42:03:46.61	21.13	23.27	2.14	18	Mdeb	-	—
62	175	21:04:55.03	42:03:16.78	18.47	19.48	1.01	16	-	2	A1V
63	184	21:04:56.60	42:03:42.87	18.60	19.93	1.33	14	-	1	F5IV
64	626	21:05:01.18	42:04:44.25	20.18	22.17	1.99	12	-	3	K3.5III
65	1340	21:04:59.20	42:04:29.58	21.04	-	-	-	-	-	—
66	1361	21:04:59.97	42:04:47.45	20.41	-	-	9	-	3	G8V
67	680	21:05:00.52	42:05:01.65	20.31	-	-	-	cont	-	—
68	334	21:04:56.80	42:04:28.30	19.01	20.31	1.30	-	Fid	-	—
69	578	21:04:53.18	42:03:55.04	20.13	-	-	-	cont	-	—
70	117	21:04:53.04	42:04:01.09	-	-	-	8	-	2	G1III
71	2202	21:04:57.33	42:04:58.55	-	21.95	-	-	2sp	-	—
72	2156	21:04:52.98	42:04:27.27	-	-	-	5	Mdeb	-	—
73	339	21:04:53.63	42:04:41.96	19.43	-	-	4	-	2	F9.5V

Tabla 7.3: Fotometría en B y V de las estrellas observadas alrededor de NGC 6537. El número de la columna 8 identifica el espectro de cada estrella en las tablas 6.10 a 6.12.

Map	PhN	A.R.(1950)	DEC(1950)	V	B	B - V	SpN	Coment.	Q	SpCl
1	2250	18:02:24.70	-19:53:57.16	21.39	-	-	-	-	-	-
2	265	18:02:17.45	-19:53:51.33	18.39	19.71	1.32	99.	reg	2a	K4V
3	1430	18:02:18.92	-19:53:45.57	20.70	-	-	97.	deb	4-	G9V
4	1423	18:02:07.62	-19:53:39.84	20.17	22.18	2.01	-	-	-	-
5	1416	18:02:16.13	-19:53:33.98	20.90	22.39	1.49	-	-	-	-
6	766	18:02:21.70	-19:53:28.48	19.56	21.43	1.87	-	-	-	-
7	445	18:02:09.25	-19:53:30.02	19.02	20.72	1.70	-	-	-	-
8	438	18:02:14.87	-19:53:21.23	18.97	20.66	1.69	96.	reg	-	-
9	1382	18:02:16.59	-19:53:15.48	20.87	-	-	93.	Mdeb	4r	K3III
10	88	18:02:23.78	-19:53:10.32	16.75	18.85	2.10	91.	Filt	3r	G9III
11	748	18:02:15.01	-19:53:04.07	20.49	22.29	1.80	89.	deb	4	G0V
12	744	18:02:13.37	-19:52:58.38	19.72	21.51	1.79	88.	deb	4r	K1IV
13	737	18:02:19.97	-19:52:51.85	20.10	21.68	1.58	85.	deb	4r	F6IV
14	2124	18:02:14.80	-19:52:45.93	21.57	23.65	2.08	84.	Mdeb	4-	G4IV
15	2118	18:02:08.28	-19:52:40.17	21.16	-	-	-	-	-	-
16	424	18:02:15.52	-19:52:33.58	19.36	21.04	1.68	81.	reg	4	F8V
17	1325	18:02:18.70	-19:52:28.06	21.38	-	-	79.	Mdeb	4-	G3
18	1302	18:02:13.34	-19:52:22.25	21.01	22.47	1.46	78.	Mdeb	4	G8V
19	702	18:02:12.67	-19:52:15.70	20.31	22.29	1.98	75.	Mdeb	-	-
20	1296	18:02:15.58	-19:52:09.48	21.22	-	-	73.	Mdeb	4r	G6III
21	83	18:02:16.70	-19:52:04.25	17.13	18.47	1.34	71.	Filt	3r	A3IV
22	1288	18:02:19.80	-19:51:57.70	20.88	-	-	69.	Mdeb	4-	G9V
23	2031	18:02:21.08	-19:51:52.02	21.68	-	-	67.	Mdeb	4-	G0III
24	226	18:02:15.90	-19:51:45.85	18.48	20.53	2.05	65.	reg	3r	K5III
25	135	18:02:10.25	-19:51:40.10	17.70	19.17	1.47	64.	reg	3r	F9V
26	220	18:02:16.06	-19:51:34.07	18.14	19.74	1.60	61.	reg	2	F3II
27	218	18:02:15.11	-19:51:27.90	18.58	20.21	1.63	59.	deb	-	-
28	388	18:02:25.11	-19:51:21.84	19.22	20.93	1.71	-	-	-	-
29	25	18:02:17.10	-19:51:15.66	15.47	16.32	0.85	58.	contam	3	G1.5V
30	375	18:02:24.27	-19:51:09.58	18.66	20.80	2.13	55.	reg	3	K3I
31	632	18:02:24.71	-19:51:03.57	20.18	22.12	1.94	53.	Mdeb	4-	A9
32	22	18:02:16.78	-19:50:58.91	15.25	16.04	0.79	52.	Filt	1	F4IV
33	1122	18:02:22.73	-19:50:52.27	20.97	21.6	0.63	49.	Mdeb	4r	G9I
34	608	18:02:10.26	-19:50:46.09	20.15	21.55	1.40	48.	Mdeb	4r	G7IV
35	1771	18:02:21.99	-19:50:40.50	21.83	-	-	46.	Mdeb	4	M5III
36	598	18:02:06.55	-19:50:33.77	19.90	21.55	1.65	44.	Mdeb	3	G5II
37	593	18:02:18.38	-19:50:27.59	19.87	21.38	1.51	41.	Mdeb	4r	G4II
38	590	18:02:09.53	-19:50:22.04	20.36	21.43	1.07	40.	Mdeb	4	G1V
39	1720	18:02:24.42	-19:50:15.86	21.41	-	-	37.	Mdeb	4-	G3III
40	1045	18:02:14.85	-19:50:10.14	21.32	22.82	1.50	35.	Mdeb	4r	F9V
41	574	18:02:11.96	-19:50:03.62	20.39	22.91	2.52	33.	Mdeb	4	F9I
42	1025	18:02:21.27	-19:49:58.25	20.92	22.41	1.49	31.	Mdeb	-	-
43	331	18:02:13.62	-19:49:52.25	19.21	20.83	1.62	30.	deb	3	G5V
44	1012	18:02:07.53	-19:49:46.72	21.23	-	-	-	-	-	-
45	1006	18:02:10.54	-19:49:39.33	20.64	22.39	1.75	27.	Mdeb	4-	K4III
46	183	18:02:21.64	-19:49:34.29	18.10	21.36	3.26	25.	Filt	2r	M3II
47	998	18:02:17.33	-19:49:28.08	21.21	23.27	2.06	23.	Mdeb	4-	G8II
48	548	18:02:11.10	-19:49:22.45	19.50	21.04	1.54	22.	reg	3	G7IV
49	301	18:02:15.57	-19:49:16.83	18.82	20.23	1.41	20.	reg	2r	K3IV
50	487	18:02:22.46	-19:49:10.43	19.85	22.13	3.28	17.	Mdeb	4r	G8III
51	1474	18:02:12.40	-19:49:03.22	18.72	20.35	1.63	-	-	-	-
52	829	18:02:15.80	-19:48:58.59	20.91	22.75	1.84	16.	Mdeb	4c	F6IV
53	286	18:02:08.12	-19:48:52.23	17.97	18.23	0.26	-	-	-	-
54	96	18:02:21.95	-19:48:44.05	17.70	19.30	1.60	-	-	-	-
55	278	18:02:05.28	-19:48:44.27	19.40	21.16	1.76	-	-	-	-
56	812	18:02:06.19	-19:48:40.27	20.61	22.78	2.17	-	-	-	-
57	806	18:02:10.34	-19:48:34.19	20.40	22.02	1.62	12.	Mdeb	4m	F9III
58	166	18:02:13.02	-19:48:28.22	18.16	19.95	1.79	10.	reg	3	G1V
59	32	18:02:15.30	-19:48:22.19	15.82	16.88	1.06	7.	Filt	1	K0V

Para realizar la correspondencia entre los resultados de la fotometría y de la clasificación espectral, se utilizaron los mapas estelares construidos para elegir las estrellas que se incluirían en las mascarillas, estos mapas se muestran en las figuras 7.1 a 7.3.

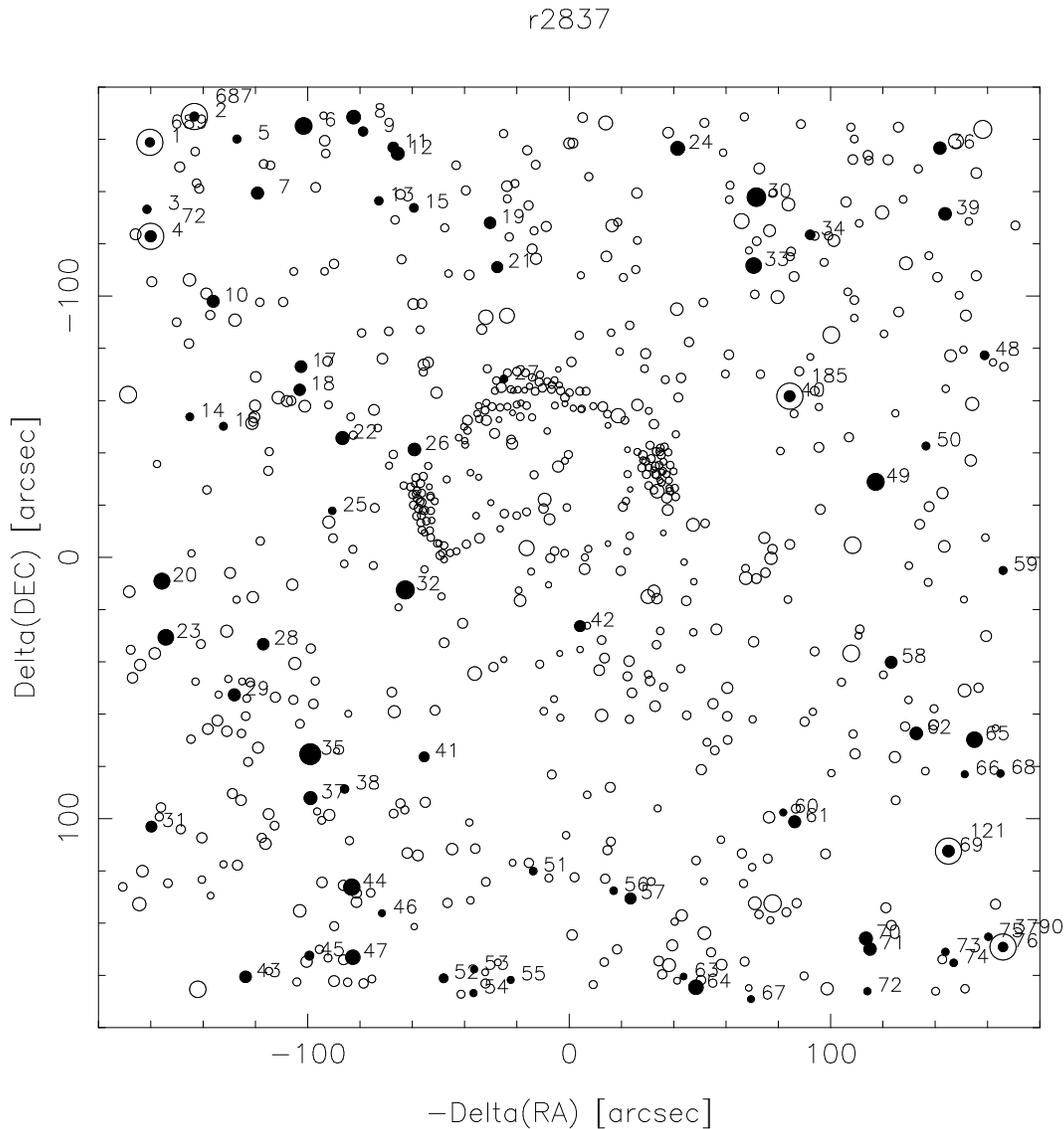


Figura 7.1: Mapa estelar con la identificación de las estrellas utilizadas para construir el diagrama extinción distancia en la dirección de NGC 6781. El centro corresponde a las coordenadas: A.R.= 19h 16m 00.9s, DEC = +06°27'10.6 Los puntos sólidos corresponden a las estrellas observadas, el número con el que se identifica corresponde al número que aparece en la primera columna de la tabla 7.1, en donde también aparece la identificación con el número de espectro. Los puntos rodeados por un círculo corresponden a las estrellas utilizadas como guía.

En estas figuras, el tamaño de los círculos corresponde a la magnitud de las estrellas. Los círculos llenos corresponden a las estrellas incluidas en las mascarillas, de ellos, los rodeados por círculos representan las estrellas utilizadas como guía para el centrado de la mascarilla (“fiducials”).

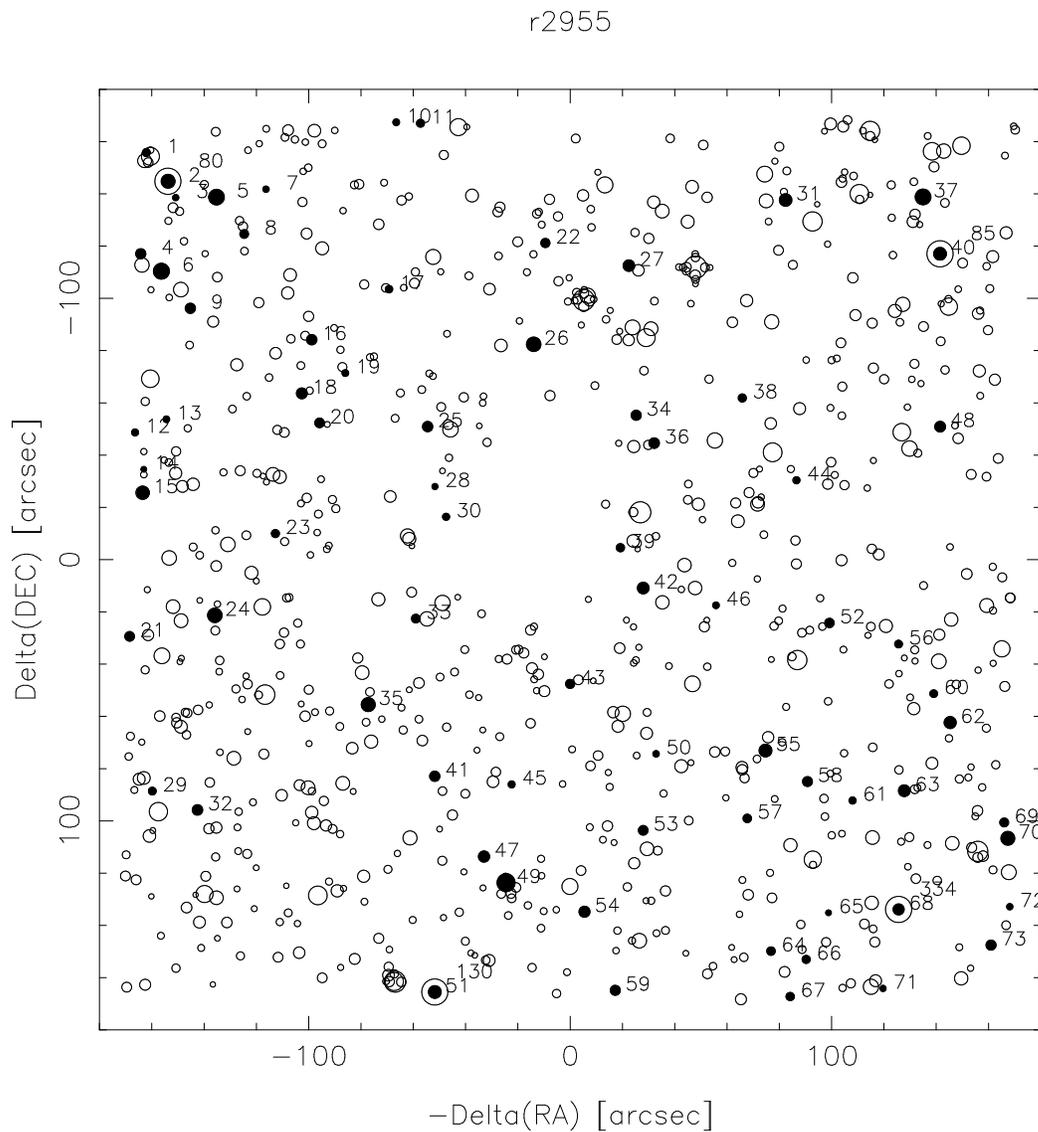


Figura 7.2: Igual que la figura 7.1 para NGC 7027. El centro corresponde a las coordenadas: A.R. = 21h 05m 08.1s, DEC = +42°02'14.4

r4511

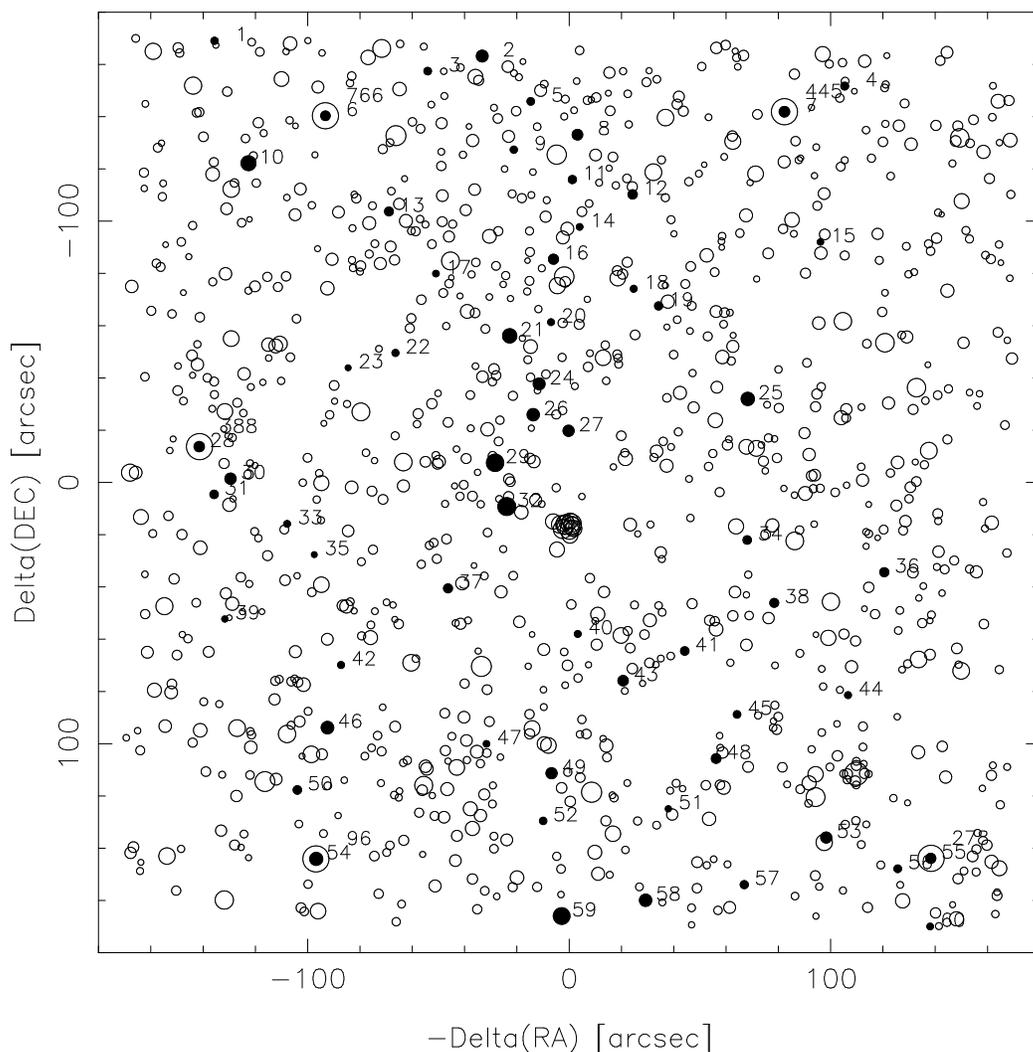


Figura 7.3: Igual que la figura 7.1 para NGC 6537. El centro corresponde a las coordenadas: A.R. = 18h 02m 15.1s, DEC = -19°51'08.1

Los tres objetos seleccionados poseen determinaciones previas de su distancia, por lo que nos servirán para evaluar, una vez más, la precisión y potencialidad del método. Uno de estos objetos: NGC 7027 se encuentra en una región muy compleja, cercana al borde de una región HII muy importante (la Nebulosa de Norteamérica), por lo que podremos analizar el efecto que tendrá sobre nuestras determinaciones. (Ver imagen)

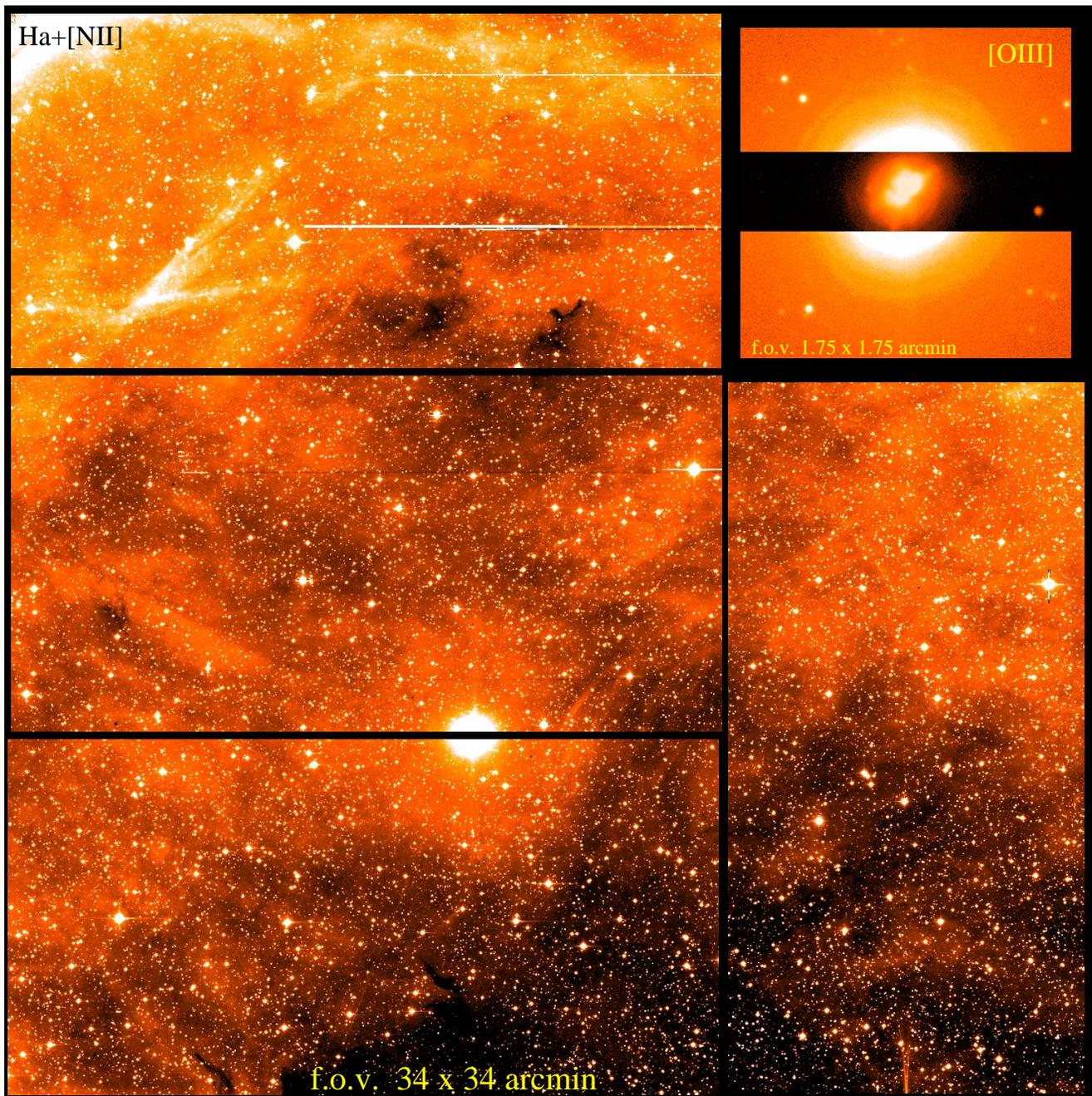


Figura 7.4: Imagen en $H\alpha$ +NII de NGC 7027. En esta figura se puede apreciar la complejidad de la región que rodea a la planetaria y el halo de reflexión que se detecta. En la imagen del recuadro, en la línea de [OIII], se observan los anillos que rodean la nebulosa central. (Navarro, Corradi & Mampaso, 2003)

7.2. Diagramas de extinción - distancia.

El tipo espectral de cada estrella nos permite asociarle un color intrínseco $(B - V)_0$ y una magnitud absoluta (M_V). Para ello utilizamos las tablas correspondientes de Aller et al. (1982).

En las tablas 7.4 a 7.6 presentamos la clasificación espectral que hemos determinado para cada estrella, así como la magnitud absoluta M_V y el color intrínseco $(B - V)_0$ que le corresponden, con su respectiva incertidumbre: δM_V y $\delta(B - V)_0$, calculada de acuerdo a la incertidumbre en el tipo espectral. En estas mismas tablas se lista el valor del enrojecimiento o exceso de color:

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$$

y del logaritmo de la distancia (en parsecs):

$$\log D = 0.2 (m - M - RE(B - V) + 5)$$

de cada estrella. Para calcularlo utilizamos un valor de 3.1 para el cociente de extinción total a selectiva.

Estas cantidades nos permiten construir los diagramas enrojecimiento-distancia (ED) que presentamos en las figuras 7.5 a 7.7. En ellas graficamos el exceso de color vs. la distancia de las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 6781, NGC 7027 y NGC 6537 respectivamente. Para calcular la distancia estamos suponiendo una ley de extinción estándar (Whitford, 1958, Seaton 1979).

En estas figuras el tamaño de los símbolos se relaciona inversamente con el error de cada punto, siendo los símbolos más pequeños los de mayor error (>20 %). En ellas utilizamos diferentes símbolos para identificar la clase de luminosidad y tres colores para indicar la calidad de los espectros respectivos. Esto facilita la apreciación de la relación entre ambos parámetros: la distancia y el exceso de color y como varía la dispersión en esta relación cuando se incluyen espectros de bajo cociente señal a ruido.

Es importante hacer notar que la posición de cada estrella en el diagrama E-D no ocupa la totalidad de su caja de error sino que, al tomar en cuenta la incertidumbre en el exceso de color y en su magnitud, forma una barra, tal como las que se marcan en la figura 7.6. En ella se trazó el desplazamiento que sufre la estrella No. 37 al variar su TE de M1 V a K7 V, y el de la estrella 49 al pasar de un tipo espectral G9 V a un K2 V. Como podemos observar, la dirección de desplazamiento depende del TE y, por lo general, no afecta de forma considerable a la pendiente del ajuste.

Por el contrario, en el caso de una modificación en la clase de luminosidad, la posición de la estrella en el diagrama E-D cambia drásticamente. Esto, como veremos a continuación nos permite confirmar o corregir la CL de las estrellas observadas.

En el diagrama E-D de la figura 7.5 trazamos el desplazamiento de varias estrellas al variar su clase de luminosidad. En esta figura se marca el recorrido de tres de las estrellas (las número 39, 42 y 58). Como podemos observar, el desplazamiento que sufre la posición de la estrella en el diagrama es muy importante y depende fuertemente del tipo espectral. Esto nos permite detectar si es incorrecta la CL que se le asocia a algún espectro. Recordemos que la determinación de la CL proveniente de los comités de redes neuronales, como vimos en el capítulo 6, es deficiente (incertidumbres mayores a una clase de luminosidad). Por ello

Tabla 7.4: Colores intrínsecos y magnitudes absolutas de las estrellas observadas alrededor de NGC 6781. La primer columna corresponde al número que aparece en los mapas estelares (figura 7.1). El número que aparece en la tercer columna, es el que identifica el espectro de cada estrella. En las columnas 8 y 11 se lista el exceso de color $E(B-V)$ y el logaritmo de la distancia que se utilizan en el diagrama enrojecimiento-distancia de la figura 7.7

Map	m_V	SpN	Q	SpCl	$(B-V)_0$	$\delta(B-V)_0$	$E(B-V)$	M_V	δM_V	logD	$\delta \log D$
6	14.81	95	2	K2III	1.16	0.07	0.69	0.5	0.1	3.433	0.144
6	14.81	95	2	K2IV	1.04	0.07	0.81	3.1	0.2	2.839	0.083
8	16.46	92	1	F6V	0.47	0.03	0.66	3.65	0.05	3.151	0.029
12	16.48	85	1	G4.5V	0.67	0.01	0.77	5.0	0.1	2.816	0.026
19	17.82	75	2	F8V	0.52	0.02	0.92	4.0	0.2	3.196	0.052
20	15.21	73	3	K2III	1.16	0.10	1.11	0.5	0.1	3.256	0.082
22	16.77	69	2	K0III	1.0	0.05	1.33	0.70	0.1	3.392	0.023
23	15.38	67	2	F6IV	0.46	0.03	0.92	2.6	0.05	2.991	0.029
24	16.38	65	2	K1III	1.07	0.09	1.23	0.6	0.1	3.39	0.076
30	13.80	57	2	F4III	0.40	0.02	0.76	1.6	0.05	2.972	0.022
30	13.780	57	2	F4V	0.41	0.02	0.74	3.4	0.1	2.618	0.018
34	18.22	53	4	K0.5IV	0.935	0.1	1.03	3.1	0.3	3.390	0.122
35	12.55	51	3	K1III	1.07	0.07	0.68	0.6	0.1	2.965	0.063
36	17.10	49	3	A5mIII	0.15	0.02	1.31	0.7	0.1	3.468	0.032
37	16.86	47	1	G1V	0.60	0.02	0.78	4.5	0.1	2.986	0.032
39	17.04	45	2	G5V	0.68	0.02	0.75	5.1	0.07	2.925	0.026
39	17.04	45	2	G5III	0.86	0.02	0.57	0.9	0.05	3.876	0.022
42	17.75	42	4	G6III	0.88	0.06	1.29	0.9	0.1	3.567	0.057
42	17.75	42	4	G6V	0.70	0.06	1.47	5.2	0.4	2.595	0.037
49	14.67	34	1	A4V	0.12	0.02	0.96	1.72	0.12	2.994	0.036
58	17.49	22	3	A9III	0.27	0.02	1.08	1.35	0.05	3.560	0.022
62	17.02	17	2	K1III	1.07	0.06	1.37	0.6	0.15	3.437	0.067
65	15.41	12	4	K1II	1.14	0.18	1.49	-2.3	0.0	3.620	0.112

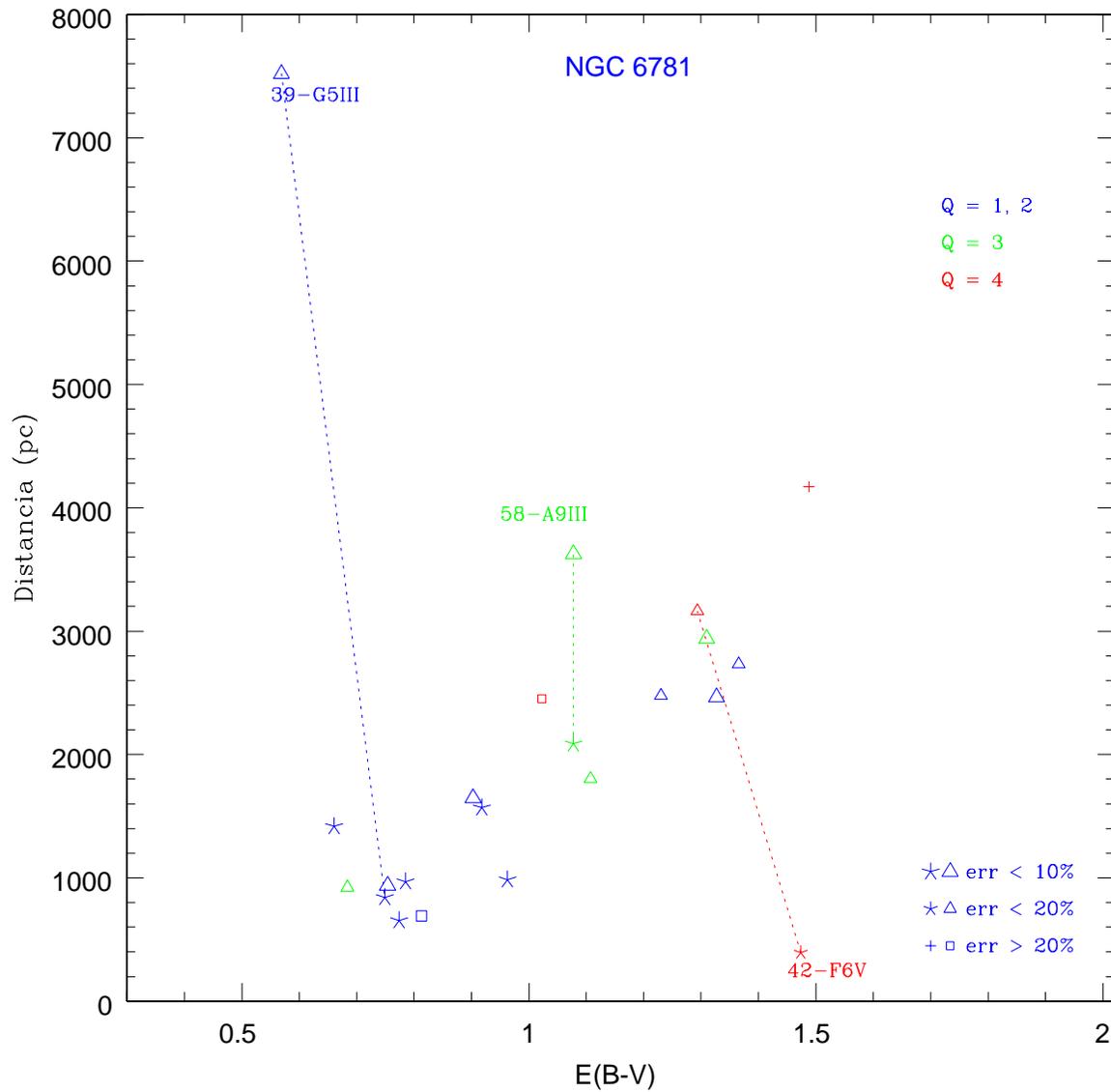


Figura 7.5: Diagrama enrojecimiento - distancia de las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 6781. Con colores se indica la calidad del espectro (Q) y con diferentes símbolos, la clase de luminosidad: $*$, \square , \triangle , $+$, o , para CL = V, IV, III, II y I, respectivamente. El tamaño de los símbolos está asociado con el inverso del error respectivo. Las líneas discontinuas unen dos posiciones de la misma estrella, cuando se le asocian dos clases de luminosidad diferentes (ver texto).

el que una estrella quede situada a una distancia muy superior a la que le correspondería por su extinción (de acuerdo a la relación que define el resto de las estrellas), nos indica que probablemente su CL sea incorrecta. Como podemos observar en las figuras 7.5 y 7.7, un cambio en la CL la sitúa a una distancia más de acuerdo con su extinción.

No obstante, existen algunos casos peculiares en los que esto no sucede, como podemos observar en el diagrama E-D correspondiente a NGC 7027 (figura 7.6). En él las estrellas 34 y 52 clasificadas por las redes como F6 III, al suponerlas estrellas de secuencia principal sufren un desplazamiento en este diagrama que las deja aún muy lejos del ajuste realizado a las demás estrellas. Como veremos más adelante, el caso de NGC 7027 es especial debido a las variaciones observadas en su extinción, lo cual podría, además explicar, al menos en parte, la gran dispersión que se observa en los puntos del diagrama.

De hecho, cada uno de los casos peculiares debemos analizarlos con cuidado pues, si es correcta su identificación y fotometría, pueden indicar la existencia de inhomogeneidades significativas en el medio interestelar, o bien la presencia de estrellas binarias en la muestra, lo cual es muy probable, dada la frecuencia esperada de sistemas múltiples.

El efecto de esta última posibilidad es muy difícil de cuantificar pues depende de la combinación de estrellas de que se trate; no obstante, podemos hacer una evaluación; en el caso más sencillo en que se tienen dos estrellas del mismo tipo espectral, en ese caso, el color intrínseco del sistema no se ve afectado, pero sí su magnitud absoluta que se ve incrementada en -0.75 magnitudes. Esto ocasiona que la distancia que determinamos a este tipo de sistemas se encuentre subestimada por 0.15 en el logaritmo, es decir por 400 pc si se encuentra a una distancia de 1 kpc. (En el caso de encontrarse a 2 kpc, la corrección de 0.15 correspondería a 800 pc.) En el caso de las estrellas que se encuentran por debajo del ajuste realizado en la figura 7.9, este efecto podría explicar su desviación.

De hecho, cada una de las regiones merece un estudio detallado, identificando la situación física de cada estrella en los mapas estelares y analizando si existe alguna correlación entre su posición y el enrojecimiento. Este análisis, caso por caso, en cada una de las NPs estudiadas va más allá del propósito de esta tesis y se realizará a corto plazo para la publicación de los resultados de cada objeto.

En el diagrama E-D correspondiente a la planetaria NGC 6537 (figura 7.7) podemos observar que la localización de tres de las estrellas, clasificadas como supergigantes por las redes neuronales queda fuera del área representada, pues la distancia que les correspondería, si en verdad fuesen de esta clase de luminosidad, sería de cerca de 90 kpc; con esta distancia, quedarían fuera del disco de la galaxia. Si estas mismas estrellas se clasifican como gigantes (tipo III), su posición desciende en el diagrama drásticamente y se sitúan a poco más de 5 kpc.

Tabla 7.5: Igual que la tabla 7.4 para NGC 7027.

Map	m_V	SpN	Q	SpCl	$(B - V)_0$	$\delta(B-V)_0$	M_V	δM_V	E(B-V)	logD	$\delta \log D$
1	15.47	107.	2	K4III	1.42	0.03	0.0	0.1	0.92	3.521	0.039
4	19.44	105.	3	G8V	0.74	0.05	5.5	0.5	0.81	3.287	0.131
5	16.68	103.	3	G7III	0.91	0.05	0.8	0.05	0.9	3.621	0.041
6	16.48	101.	2	G0V	0.58	0.05	4.4	0.4	0.8	2.918	0.111
6	16.48	101.	2	G0IV	0.615	0.05	3.0	0.4	0.77	3.22	0.111
8	20.02	98.	4	G1.5V	0.62	0.1	4.6	0.4	1.02	3.449	0.142
9	19.47	96.	4	K1V	0.86	0.11	6.15	0.5	0.63	3.274	0.168
15	17.79	90.	2	G4V	0.67	0.02	5.0	0.1	0.72	3.11	0.032
16	19.38	88.	3	K2V	0.91	0.03	6.4	0.1	0.59	3.229	0.039
17	19.68	86.	4	G4V	0.67	0.1	5.0	0.1	1.07	3.273	0.082
18	19.1	84.	3	G5V	0.68	0.06	5.1	0.2	0.74	3.342	0.077
20	19.81	80.	3	G6V	0.7	0.05	5.2	0.3	0.8	3.423	0.091
21	19.59	78.	3	G8V	0.74	0.12	5.5	0.6	0.93	3.238	0.194
22	20.12	76.	4	M4V	1.54	0.3	11.3	3.	0.26	2.604	0.848
23	20.06	74.	4	K7V	1.33	0.07	8.1	0.6	0.56	3.043	0.163
24	17.24	72.	2	F7V	0.50	0.03	3.9	0.2	0.78	3.185	0.059
25	19.55	70.	3	G7V	0.72	0.05	5.4	0.2	0.99	3.218	0.071
26	17.29	68.	3	F6V	0.47	0.05	3.7	0.3	0.76	3.249	0.091
27	18.81	66.	2	F7V	0.49	0.05	3.8	0.3	0.95	3.412	0.091
31	18.29	61.	2	G3V	0.65	0.03	4.8	0.3	0.67	3.286	0.079
32	19.38	58.	3	K0IV	0.91	0.1	3.1	0.1	1.05	3.608	0.062
33	19.99	56.	4	G6V	0.70	0.06	5.2	0.3	1.17	3.232	0.097
34	19.78	54.	3	F2V	0.35	0.1	3.0	0.1	0.88	3.809	0.082
35	17.46	52.	3	A2V	0.05	0.04	0.3	0.3	1.08	3.563	0.085
36	19.42	50.	2	F9V	0.55	0.1	4.2	0.4	0.65	3.643	0.142
37	16.63	48.	2	M1V	1.46	0.27	9.3	1.2	-0.09	2.519	0.407
37	16.63	48.	2	K7V	1.33	0.27	8.1	1.2	0.04	2.678	0.407
38	20.81	46.	4	F6V	0.46	0.16	3.6	0.8	0.08	4.388	0.253
41	19.55	44.	3	G9.5V	0.8	0.06	5.8	0.05	0.40	3.502	0.047
42	18.73	42.	1	G8V	0.74	0.03	5.5	0.02	0.58	3.284	0.019
43	20.14	40.	3	F6III	0.47	0.05	1.5	0.1	0.6	4.352	0.045
43	20.14	40.	3	F6V	0.46	0.05	3.6	0.1	0.61	3.926	0.045
47	18.94	36.	2	F4III	0.41	0.06	1.6	0.1	1.13	3.769	0.057
47	18.94	36.	2	F4V	0.41	0.06	3.4	0.1	1.13	3.409	0.057
49	15.43	34.	1	K2V	0.91	0.03	6.4	0.1	0.04	2.779	0.039
49	15.43	34.	1	G9V	0.78	0.02	5.7	0.1	0.17	2.838	0.032
52	20.01	31.	4	F6III	0.47	0.06	1.5	0.1	0.78	4.213	0.051
52	20.01	31.	4	F6V	0.46	0.06	3.65	0.1	0.79	3.783	0.057
53	19.8	29.	3	M5V	1.64	0.08	12.3	1.2	-0.33	2.708	0.293
53	19.8	29.	3	M2V	1.49	0.08	9.9	1.2	-0.18	3.091	0.309
54	19.07	27.	3	G9V	0.77	0.03	5.7	0.3	0.47	3.384	0.079
55	18.08	26.	1	K1IV	0.96	0.1	3.1	0.5	0.68	3.578	0.162
55	18.08	26.	1	K1V	0.86	0.1	6.15	0.5	0.78	2.905	0.162
57	20.49	22.	3	K5.5V	1.2	0.3	7.5	0.4	0.3	3.411	0.266
59	19.61	20.	4	M2V	1.49	0.07	9.9	1.0	0.53	2.615	0.243
62	18.48	16.	2	A2V	0.05	0.06	1.3	0.6	0.96	3.842	0.157
63	18.6	14.	1	F5V	0.44	0.03	3.5	0.1	0.89	3.468	0.039
64	20.18	12.	3	K3.5IV	1.12	0.06	3.1	0.05	0.87	3.878	0.047

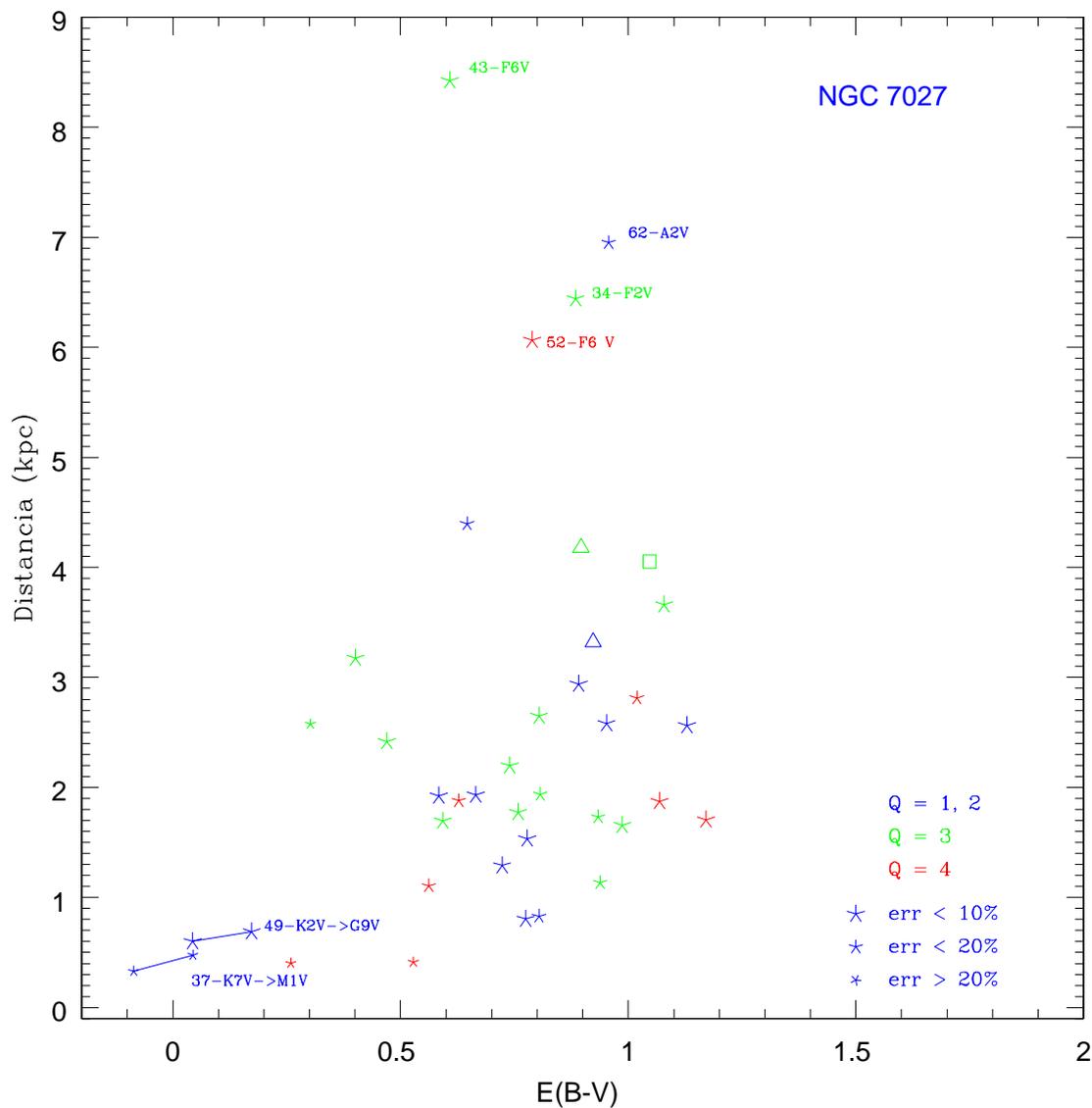


Figura 7.6: Diagrama enrojecimiento - distancia de las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 7027. Se utilizan los mismos colores y símbolos que en la figura 7.5. Las líneas continuas unen dos posiciones de la misma estrella, cuando se le asocian dos tipos espectrales diferentes. En este caso podemos observar la variación en la posición de las estrellas número 37 y 49 al variar su tipo espectral. Generalmente, como en los dos casos mostrados, el cambio no afecta significativamente el ajuste.

Tabla 7.6: Igual que la tabla 7.4 para NGC 6537.

Map	m_V	SpN	Q	SpCl	(B-V) _o	$\delta(B-V)_0$	M_V	δM_V	E(B-V)	logD	$\delta \log D$
2	18.39	99.	2	K4V	1.05	0.1	7.0	0.35	0.28	3.107	0.132
3	20.7	97.	4	G9V	0.77	0.2	5.7	-1.3	—	—	—
10	16.76	91.	3	G9III	0.97	0.11	0.75	0.2	1.13	3.5	0.108
11	20.49	89.	4	G0V	0.58	0.2	4.4	1.4	1.22	3.458	0.404
12	19.72	88.	4	K1V	0.86	0.23	6.15	1.4	0.94	3.134	0.423
13	20.11	85.	4	F6V	0.47	0.1	3.7	0.4	1.11	3.592	0.142
14	21.57	84.	4	G4V	0.67	0.14	5.0	1.0	1.42	3.437	0.287
16	19.36	81.	4	F8V	0.52	0.08	4.0	0.5	1.16	3.354	0.15
18	21.01	78.	4	G8V	0.74	0.1	5.5	0.6	0.72	3.656	0.182
21	17.13	71.	3	A3III	0.08	0.08	0.5	0.5	1.26	3.548	0.15
22	20.89	69.	4	G9V	0.77	0.2	5.7	1.0	—	—	—
24	18.48	65.	3	K5IV	1.32	0.14	3.2	0.1	0.73	3.602	0.107
25	17.7	64.	3	F9V	0.55	0.05	4.2	0.3	0.93	3.125	0.091
26	18.14	61.	2	F3III	0.38	0.03	1.7	0.1	1.23	3.528	0.039
29	15.48	58.	3	G1.5V	0.62	0.05	4.6	0.3	0.23	3.032	0.091
30	18.66	55.	3	K3III	1.27	0.13	0.3	0.3	0.86	4.139	0.141
30	18.66	55.	3	K3Ib	1.46	0.13	-4.3	0.1	0.67	5.176	0.091
31	20.18	53.	4	A9III	0.27	0.12	1.35	0.7	1.67	3.732	0.214
31	20.18	53.	4	A9I	0.16	0.07	-5.1	0.1	1.78	4.954	0.103
32	15.26	52.	1	F4V	0.43	0.05	3.4	0.1	0.36	3.149	0.051
33	20.97	49.	4	G9V	0.77	0.14	5.7	0.6	-0.14	4.142	0.207
34	20.16	48.	4	G7V	0.72	0.09	5.4	0.4	0.68	3.532	0.136
36	19.91	44.	3	G5V	0.68	0.04	5.1	0.3	0.97	3.359	0.085
37	19.88	41.	4	G4V	0.67	0.05	5.0	0.3	0.84	3.457	0.091
38	20.36	40.	4	G1V	0.6	0.08	4.55	0.5	0.47	3.87	0.15
39	21.41	37.	4	G3III	0.8	0.2	0.9	0.2	—	—	—
40	21.33	35.	4	F9V	0.55	0.11	4.2	0.7	0.95	3.837	0.208
41	20.39	33.	4	F9III	0.595	0.1	1.15	0.1	1.93	3.654	0.082
41	20.39	33.	4	F9I	0.66	0.2	-5.1	0.1	1.86	4.944	0.144
43	19.21	30.	3	G5V	0.68	0.04	5.1	0.3	0.94	3.237	0.085
45	20.64	27.	4	K4V	1.05	0.11	7.0	1.5	0.7	3.297	0.368
45	20.64	27.	4	K4III	1.38	0.11	0.0	0.4	0.37	4.902	0.148
46	18.1	25.	2	M3III	1.61	0.01	-0.6	0.1	1.66	3.713	0.026
46	18.1	25.	2	M3II	1.60	0.01	-2.3	0.1	1.58	4.046	0.026
47	21.21	23.	4	G8V	0.74	0.2	5.5	0.7	1.32	3.297	0.239
48	19.5	22.	3	G7V	0.72	0.07	5.4	0.3	0.82	3.309	0.103
49	18.82	20.	2	K3V	0.96	0.05	6.65	0.2	0.45	3.154	0.071
50	19.86	17.	4	G8III	0.94	0.17	0.8	0.5	1.34	3.983	0.205
50	19.86	17.	4	G8IV	0.84	0.14	3.1	0.2	1.44	3.461	0.127
52	20.91	16.	4	F6V	0.47	0.1	3.7	0.3	1.37	3.592	0.122
57	20.4	12.	4	F9V	0.55	0.25	4.2	1.0	1.07	3.575	0.355
58	18.16	10.	3	G1IV	0.66	0.06	3.0	0.15	1.13	3.334	0.067
58	18.16	10.	3	G1V	0.605	0.04	4.55	0.2	1.18	2.990	0.065
59	15.82	7.	1	K0V	0.81	0.03	5.9	0.1	0.25	2.832	0.032

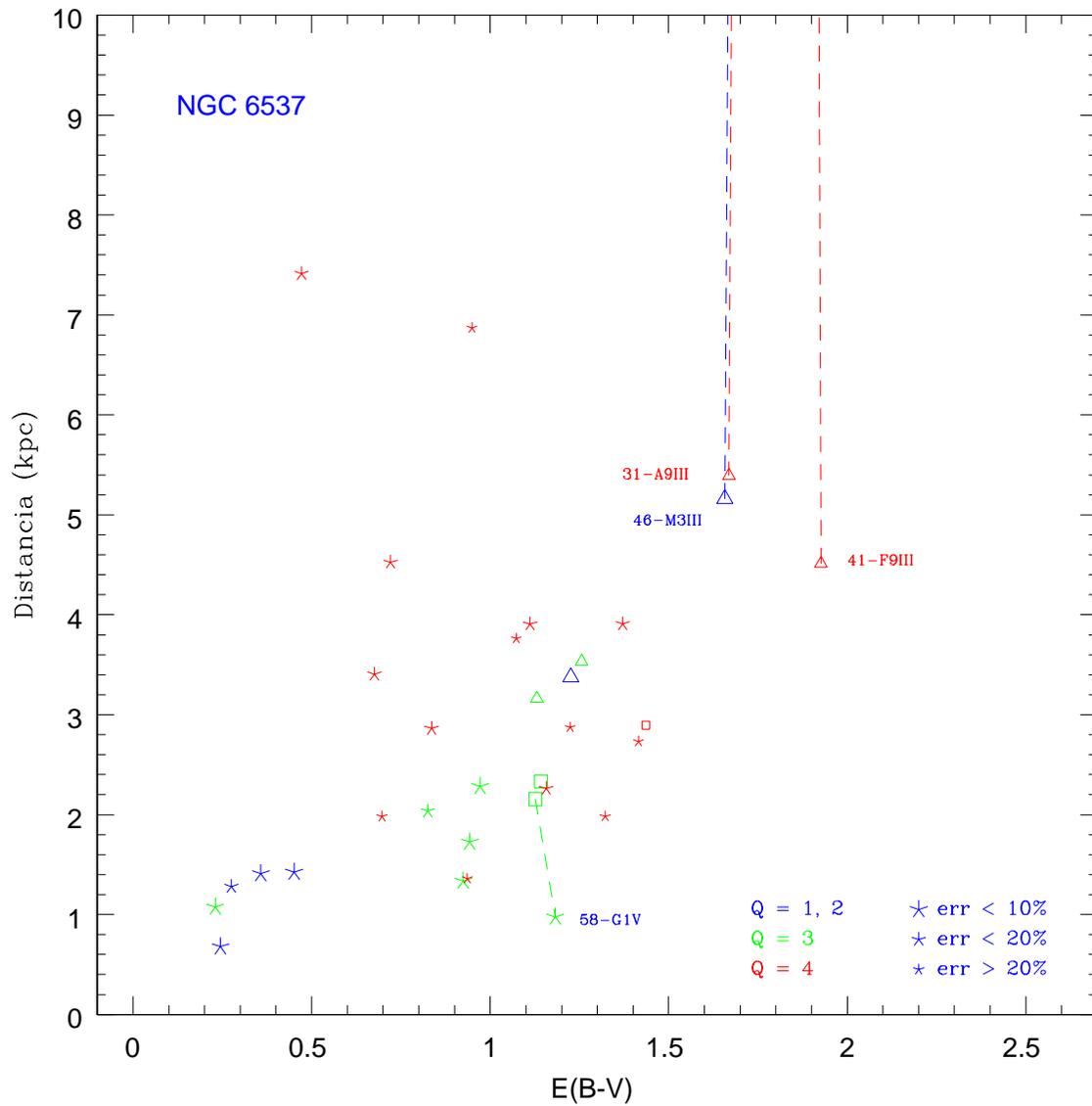


Figura 7.7: Diagrama enrojecimiento - distancia de las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 6537. Se utilizan los mismos colores y símbolos que en la figura 7.5. En este caso se indica el desplazamiento que sufren cuatro estrellas al variar su clase de luminosidad. Tres de ellas de supergigantes a gigantes. Ver el texto.

7.3. Extinción de las Nebulosas Planetarias y determinación de su distancia

La extinción de una NP puede ser determinada por diversos métodos, (Pottasch, 1984; Gathier et al., 1986b) por ejemplo:

- Mediante el cociente de la densidad de flujo entre el continuo de radio y el de $H\beta$ (Tylenda et al. 1992, Liu et al. 2004).
- Utilizando el cociente observado de la intensidad de las líneas de Balmer (Kaler, 1983 y 1985).
- Midiendo la intensidad relativa de las líneas de HeII en el visible y ultravioleta (Feibelman, 1982).
- A partir de la absorción en 2200 \AA (Pottasch et al., 1977).

Tylenda et al. (1992), hacen una amplia recopilación de las constantes de extinción para más de 900 nebulosas planetarias de la Galaxia. En general se observa que los resultados obtenidos con diversos métodos no siempre coinciden. Stasinska et al. (1992) comparan dos de los métodos más utilizados para obtener la extinción en Nebulosas Planetarias: el que utiliza el decremento de Balmer y el que se basa en el cociente de los flujos en radio y en $H\beta$. Encuentran que la extinción determinada por el primero de estos métodos resulta ser sistemáticamente mayor, contrariamente a lo que se observa en regiones HII extragalácticas y siendo también opuesto al efecto producido por desviaciones de la ley de extinción estándar cuando la línea de visión atraviesa nubes moleculares densas. En nuestro caso realizamos un análisis de las determinaciones que existen en la literatura para cada uno de los objetos estudiados y elegimos el valor que consideramos mejor determinado o bien utilizamos el promedio en el caso de varias determinaciones cuyo valor no difería considerablemente.

7.3.1. Distancia a NGC 6781

Si suponemos un medio interestelar homogéneo, esperaríamos una relación enrojecimiento-distancia lineal y las desviaciones observadas de la misma se deberían a inhomogeneidades del medio (Martin, 1994). Con esto en mente, ajustamos a los puntos de la figura 7.5, una relación lineal del tipo:

$$D = a_0 + a_1 E(B - V)$$

a cada punto le asociamos un peso igual al inverso del cuadrado de su incertidumbre y obtenemos los siguientes valores para los coeficientes: $a_0 = -1,54 \pm 0.24$ y $a_1 = 3.08 \pm 0.26$. Este resultado lo graficamos en la figura 7.8, en donde, además, se grafican las rectas que delimitan el área correspondiente a la incertidumbre del ajuste en 2σ .

La determinación más reciente para el enrojecimiento en NGC 6781 es la de Liu et al. (2004), quienes determinan la curva de extinción desde el visible hasta el UV, en la dirección de 12 NPs, entre ellas NGC 6781. Encuentran que para once de ellas (incluyendo NGC 6781), la curva de enrojecimiento es consistente con la ley de extinción galáctica estándar para un cociente de extinción total a selectiva $R = 3.1$. Para NGC 6781 determinan un coeficiente de extinción $c(H\beta) = 1.13$, lo cual corresponde a un exceso de color (Pottasch, 1984):

$$E(B-V) = 0.68 \quad c(H\beta) = 0.768$$

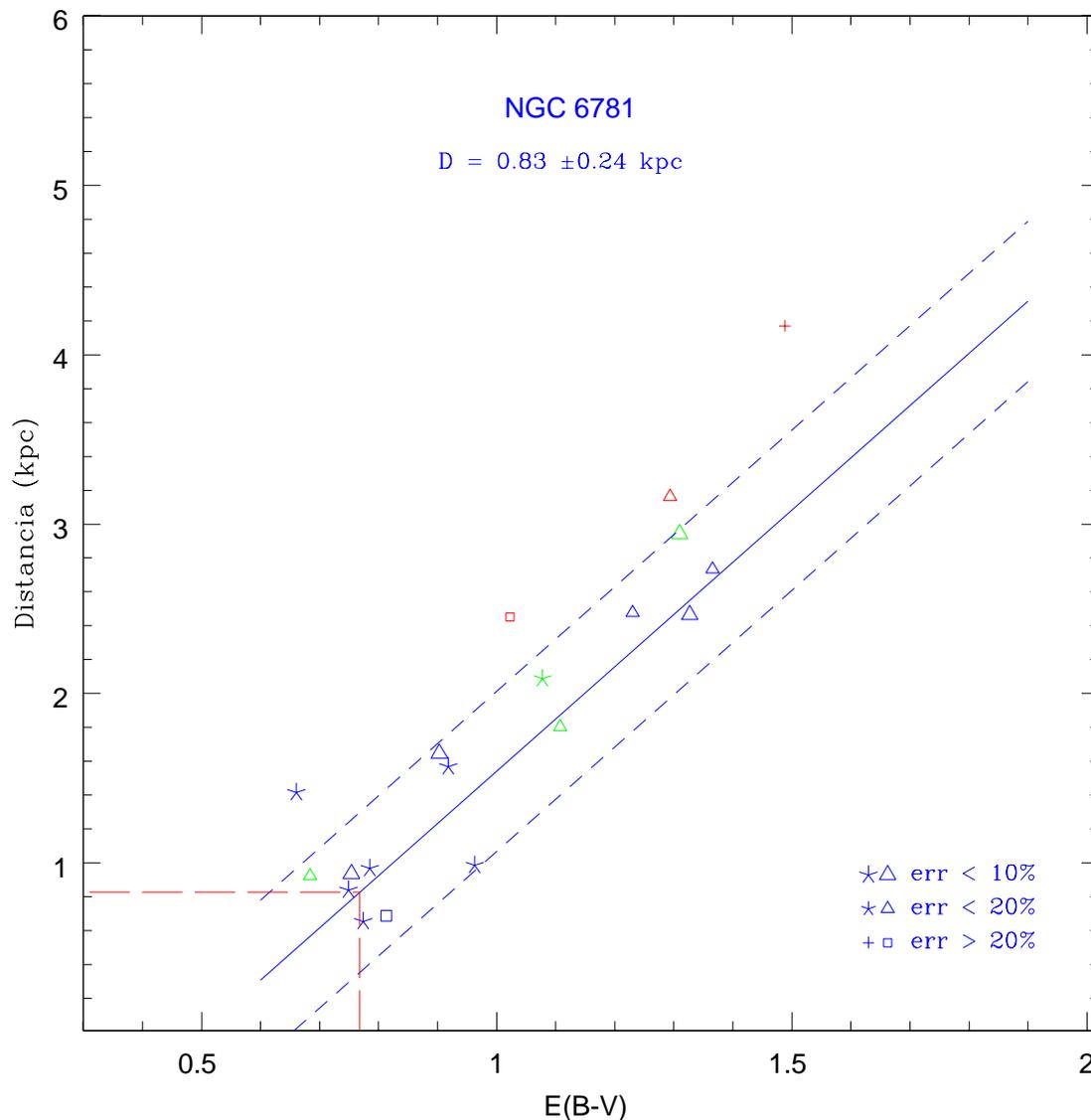


Figura 7.8: Ajuste en el diagrama enrojecimiento - distancia a las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 6781. Las rectas discontinuas delimitan la incertidumbre del ajuste a dos sigma. La distancia determinada para NGC 6781 es de 850 pc y la incertidumbre a un sigma corresponde a 240 pc. Los diferentes símbolos y colores tienen el mismo significado que en la figura 7.5: la clase de luminosidad y el parámetro Q , respectivamente.

Utilizando este valor y el ajuste realizado a los puntos de la figura 7.5, obtenemos una distancia a NGC6781 de 830 pc, con una incertidumbre de cerca del 30 %, que coincide con las determinaciones previas que utilizan métodos estadísticos (ver Sección 6.1.2).

La incertidumbre en la distancia está calculada incluyendo todos los puntos del diagrama 7.7, por lo que es de esperar que mejore con la inclusión de la fotometría de las 15 estrellas con TE ya determinado (ver nota en tabla 7.1), que nos permitirá realizar un nuevo ajuste tomando en consideración sólo las estrellas con la clasificación espectral más precisa.

7.3.2. Distancia a NGC 7027

En este caso, dado que contamos con un mayor número de puntos, dimos preferencia a los espectros de mayor calidad y realizamos el ajuste utilizando únicamente los puntos con $Q \leq 3$. Al igual que para NGC 6781, realizamos un ajuste lineal a los puntos de la figura 7.6, asociándoles un peso igual al inverso del cuadrado de su incertidumbre. El resultado lo graficamos en la figura 7.9, en donde, también se grafican las rectas que delimitan el area que abarca la incertidumbre del ajuste a 2σ . En esta ocasión los coeficientes del ajuste son: $a_0 = 0.17 \pm 0.18$ y $a_1 = 2.77 \pm 0.21$

Como se mencionó en el capítulo anterior, los mapas de extinción diferencial de Atherton et al. 1979 y Walton et al. 1988 muestran extinción variable a lo largo de esta planetaria, por lo que la extinción interna en ella es importante. Observaciones de Woodward et al. (1992) y de Walsh & Clegg (1994) sugieren la presencia de polvo dentro de la región III, mezclado con el gas ionizado, así como en la envolvente neutra que la rodea. Woodward et al. (1992) encuentran que la extinción a través de la nebulosa es muy alta, variando entre 1 y 8 magnitudes. Tomando en cuenta esta variación, podemos afirmar que la extinción interestelar es menor o del orden del mínimo observado. Esto nos lleva a determinar una cota superior de la distancia a NGC 7027 de 1150 pc utilizando el ajuste lineal que se muestra en la figura 7.9.

Las determinaciones estadísticas de la distancia a esta planetaria van desde 320 pc, reportada en el catálogo de Cahn, Kaller & Stanghellini (1992) a 630 pc (Van de Steen & Zijlstra, 1994). A pesar de ser una de las NPs mas estudiadas, las determinaciones individuales de su distancia varían dentro de un margen mayor al 30 %: Masson (1986) determina una distancia de 940 ± 200 pc midiendo la expansión angular de la NP en radio (con el VLA) y de 880 ± 150 pc en Masson (1989). Bains et al. (2003) corrigen esta determinación a 650 ± 100 pc suponiendo un campo de velocidades correspondiente a una expansión lineal y utilizando una velocidad de expansión ecuatorial de 13 ± 1 Km/sec, en vez de los 17.5 ± 1.5 Km/s determinados por Atherton et al. (1979) que utiliza Masson (1989). Mellema (2004), tomando en cuenta la diferencia entre la velocidad del frente de ionización (determinado por la expansión angular) y la velocidad del material (que determina el corrimiento Doppler), realiza un ajuste de los resultados de Masson (1989), situando a NGC 7027 en 680 ± 170 pc. Por su parte Sabbadin F. (1986) situa esta NP a 1.9 kpc al comparar la absorción nebulosa con la extinción media galáctica de estrellas OB. Esta determinación está claramente afectada por la extinción interna de la planetaria y nos da una idea de su magnitud. Si tomamos en cuenta todas estas determinaciones, NGC 7027 podría situarse entre 510 y 1140 pc., lo cual es aún un intervalo demasiado grande. Esto nos da una idea de la dificultad que existe para la determinación de la distancia a esta planetaria, debido a lo complejo de la región donde se encuentra. En nuestro caso, la cota superior que calculamos esta de acuerdo con las determinaciones previas.

Si utilizamos el intervalo donde coinciden las diferentes determinaciones individuales: 750 pc. encontramos que la extinción interestelar en este objeto sería de 0.21 mag. En la figura 7.9 marcamos esta posición para NGC 7027.

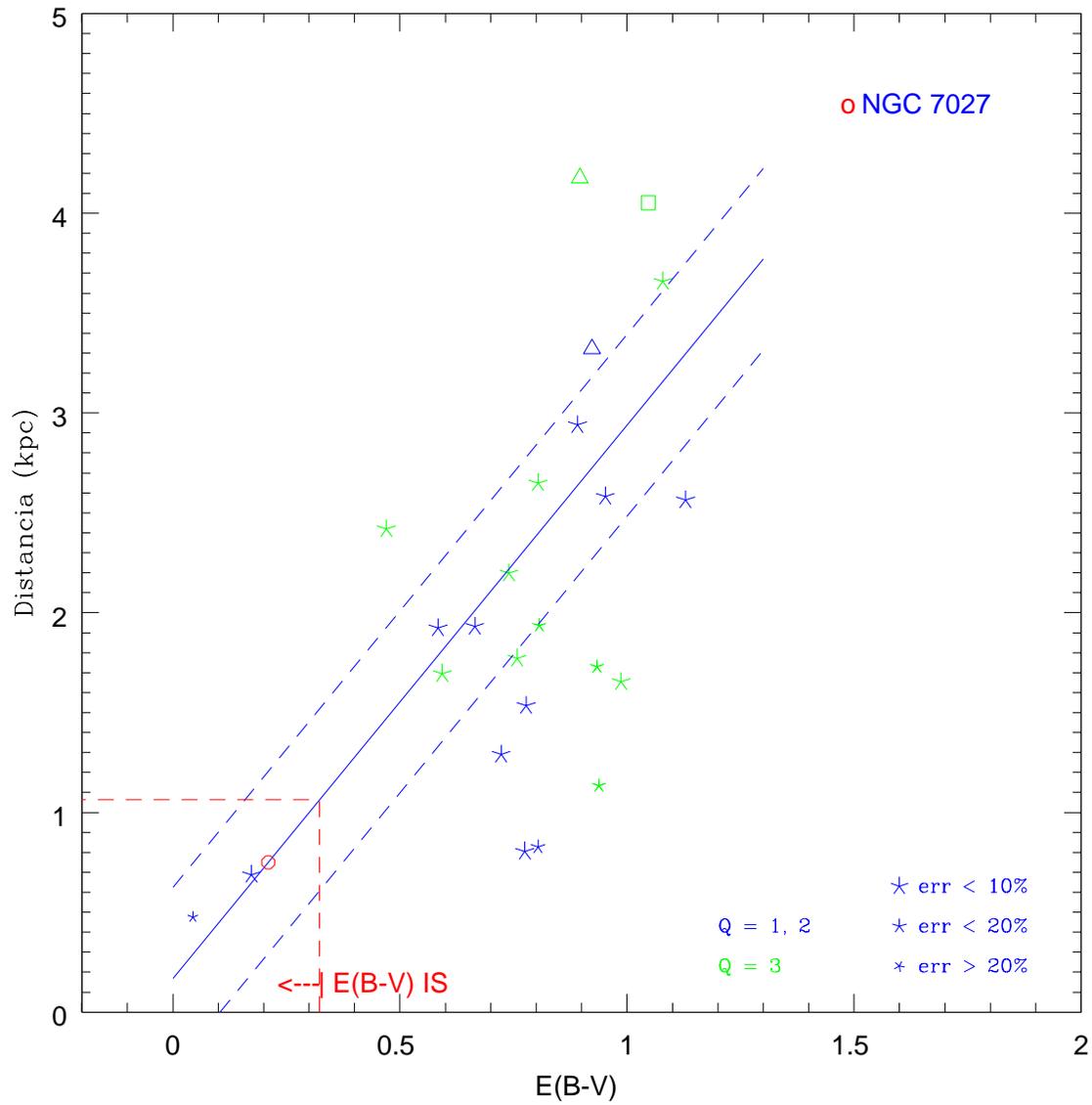


Figura 7.9: Ajuste en el diagrama enrojecimiento - distancia a las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 7027. Los parámetros del ajuste lineal se presentan en el texto. Los símbolos que se utilizan son similares a los descritos en la figura 7.5 .

7.3.3. Distancia a NGC 6537

En el caso de NGC 6537, los espectros con buena relación señal a ruido son muy escasos por lo que se decidió utilizar todos los datos disponibles. En la figura 7.10 se muestra el diagrama enrojecimiento-distancia correspondiente. En esta región se tienen tres estrellas clasificadas por las redes como supergigantes; sin embargo tal coincidencia sería muy poco probable, además de la distancia a la que se situarían, como se mencionó en la sección 7.3. Por ello consideramos que se trata de estrellas con clase de luminosidad III.

El ajuste lineal que resulta se muestra en la figura 7.10, en donde los símbolos y colores utilizados son los mismos que los de figuras anteriores. Los coeficientes del ajuste son:

$$a_0 = 0.14 \pm 0.17 \text{ y } a_1 = 2.38 \pm 0.24$$

En la dirección de NGC6537, podemos hacer una primera estimación de la distancia a la que llega el polvo del disco. Para una z de 100 pc, la distancia a la que se alcanzaría sería de cerca de 4 kpc. Mas allá de esa distancia no podemos esperar que la extinción conserve la misma relación con la distancia.

Para situar a esta planetaria en el diagrama, utilizamos el coeficiente de extinción $c(H\beta) = 1.65$, (Tylenda et al. 1992) es decir un $E(B-V) = 1.12$. En la figura 7.10 la representamos por un asterisco en rojo y rodeado de un círculo para distinguirla fácilmente. Utilizando el ajuste encontrado, NGC 6537 se sitúa a 2.81 ± 0.45 kpc.

En la literatura, las determinaciones estadísticas de la distancia a esta NP difieren considerablemente: 3 kpc (Milne y Aller 1975), 1.27 kpc (Acker, 1978), $d > 0.9$ kpc (Maciel, 1984), 580 pc (Amnuel et al. 1984), 0.9 kpc (Kingsburgh & English, 1992). Las observaciones en la línea de 21 cm, sitúan a NGC 6537 a 2.4 ± 0.6 kpc (Gathier et al., 1986a). Pottasch (2000) utiliza esta última determinación por considerarla la más fiable, ya que está basada en la observación de la línea de 21 cm en la planetaria y en la región que la rodea.

Nuestra determinación, tomando en cuenta los intervalos de incertidumbre, coincide bien con la determinación de Gathier et al.

Las estrellas que quedan situadas por encima del ajuste realizado, serán estudiadas con mayor detalle en el futuro inmediato, con el fin de detectar posibles peculiaridades en su espectro o en la fotometría.

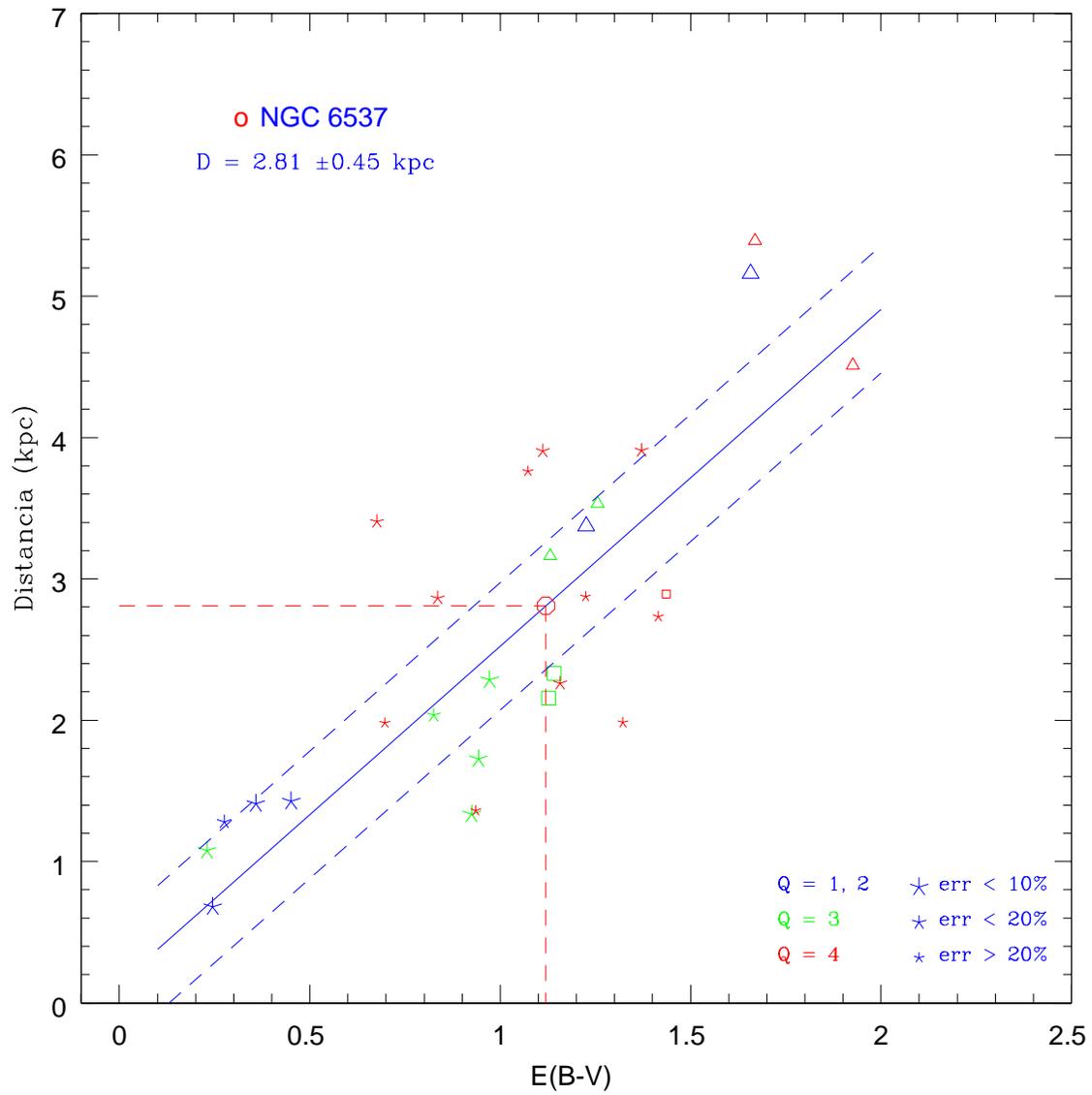


Figura 7.10: Ajuste en el diagrama enrojecimiento - distancia a las estrellas cercanas a la línea de visión de NGC 6537. Los parámetros del ajuste lineal se detallan en el texto. Los símbolos utilizados corresponden a la clase de luminosidad (ver pie de la figura 7.5) .

8

Conclusiones y trabajo futuro

Hemos presentado un método de determinación de distancias a nebulosas planetarias que hasta el momento sólo se ha aplicado a un número limitado de estos objetos debido a lo demandante que resulta tanto en tiempo como en calidad de las observaciones. Utilizando técnicas de clasificación espectral automática, hemos ampliado sus posibilidades de aplicación a un gran número de objetos.

8.1. Conclusiones

- Hemos obtenido el espectro y la fotometría en B y V de entre 50 y 70 estrellas cercanas a la línea de visión de cada planetaria estudiada. Contamos por tanto con el espectro y la clasificación de cerca de 2000 estrellas más brillantes que magnitud 20.
- Hemos realizado la clasificación espectral de estas estrellas y comparando la clasificación espectral tradicional con diversas técnicas de clasificación espectral automática, concluimos que lo más adecuado es realizar la clasificación automáticamente, utilizando redes neuronales, por tratarse del algoritmo con mayor potencial y versatilidad.
- Al analizar las posibilidades de aplicación de las redes neuronales a nuestros espectros, concluimos que es más ventajoso utilizar un conjunto de índices espectrales en vez de todo el espectro. Demostramos que, de esa manera, se minimiza el efecto del ruido (muy alto en la mayoría de los espectros), de modo que las redes neuronales no lo incluyan como parámetro determinante del tipo espectral.
- Proponemos un grupo de treinta y seis índices espectrales pensados específicamente para realizar clasificación espectral estelar, definidos como el pseudo-ancho equivalente de las líneas que mejor determinan el TE y la CL. El análisis realizado sobre estos índices y su dependencia con el tipo espectral y la clase de luminosidad es de gran utilidad en general y la calibración que realizamos, utilizando un conjunto homogéneo y relativamente completo de espectros, permite desarrollar, a corto plazo, un método de clasificación espectral cuantitativa.

- Una de las principales contribuciones de esta tesis es el desarrollo e implementación de un método de clasificación espectral automática que utiliza redes neuronales y que nos permite clasificar con una precisión mejor de dos subtipos espectrales, espectros con relación señal a ruido por debajo de 30. Este método, además, se puede adecuar fácilmente para clasificar espectros con mayor S:N mejorando considerablemente la precisión de la clasificación.
- La evaluación cuantitativa que realizamos del efecto del ruido sobre la precisión de la clasificación, nos permite fijar límites más estrictos a las observaciones futuras. Por su parte, los errores intrínsecos de los comités de redes resultan de gran utilidad al clasificar espectros que no han sido clasificados previamente pues representa la única forma de evaluar directamente la precisión de la clasificación.
- Al aplicar el método a tres casos particulares (NGC 6781, NGC 7027 y NGC 6537), y determinar la distancia a las planetarias, obtenemos resultados muy alentadores, pues la precisión que se logra es del orden de la esperada, aún en el último de los casos, el cual, a pesar de tratarse de un campo donde los espectros obtenidos son en su mayoría de baja S:N, se logró realizar la determinación de la distancia con una precisión del orden del 20 %.

8.2. Trabajo futuro

- El trabajo inmediato será calcular la distancia a las demás planetarias de la muestra observada (32 más), reuniendo los resultados de la fotometría realizada y la extinción a cada una de ellas. Con estas distancias calcularemos parámetros físicos de cada una de las NPs, tales como su tamaño, masa y luminosidad, permitiendo avanzar también en el análisis de la distribución de estos objetos en la Galaxia.

- Analizar los gráficos de calibración de los índices para estudiar su utilización como sistema de clasificación espectral cuantitativa. Una herramienta de ese tipo sería de gran utilidad para el proceso de clasificación y permitiría crear también un programa de clasificación automática.

- La clasificación espectral automática, como se dijo con anterioridad, se ha desarrollado desde hace más de una década, pensando principalmente en las necesidades de proyectos tales como GAIA, que proporcionará astrometría y fotometría de cerca de mil millones de objetos. El trabajo presentado en esta tesis demuestra las grandes posibilidades de esta técnica para ser aplicada a espectros y datos con características de S:N y resolución semejantes a las que se obtendrán en proyectos tan ambiciosos.

9

Bibliografía

- Abell, G. O. 1955, PASP, **67**, 258
- Abell, G. O. 1966, ApJ, **144**, 259
- Acker, A. 1978, A&AS, **33**, 367
- Acker, A., Ochsenbein, F., Stenholm, B., Tylanda, R., Marcout, J., & Schohm, C. 1992, *Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae* (Munich:ESO)
- Acker, A., Gorny, S. K., & Stenholm B. 1996, ApSS, **238**, 63
- Aller, L. H., et al. 1982, Landolt-Bornstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, Vol 2-B, *Physical Parameters of the stars* by Th. Schmidt-Kaler (SK).
- Amnuel, P. R., Guseinov, O. H., Novruzova, H. I., & Rustamov, Y. S. 1984, ApSS, **107**, 19
- Ashley, M. C. B., & Hyland, A. R. 1989, AJ, **331**, 532
- Atherton, P. D., Hicks, T. R., Reay, N. K., Robinson, G. J., Worswick, S. P., & Phillips, J. P. 1979, ApJ, **232**, 786
- Bailer-Jones, C. 1996, *Neural Network Classification of Stellar Spectra*, Tesis Doctoral. Universidad de Cambridge. <http://www.mpia-hd.mpg.de/GAIA/calj/thesis.html>.
- Bailer-Jones, C. A. L., Irwin, M., Gilmore, G., & von Hippel, T. 1997, MNRAS, **292**, 157
- Bailer-Jones, C. A. L., Irwin, M., von Hippel, T. 1998, MNRAS, **298**, 361 .
- Bailer-Jones, C. A. L., 2000 http://www.mpia-hd.mpg.de/GAIA/calj/statnet_manual.
- Bailer-Jones, C. A. L., Gupta, R. & Singh, H. P. 2002, *Automated Data Analysis in Astronomy*. Ed. R.Gupta, H.P. Singh, & C.A.L. Bailer-Jones. New Delhi ; London : Narosa Pub. House, 51
- Bains, I., Bryce, M., Mellema, G., Redman, M. P., & Thomasson, P. 2003, MNRAS **340**, 381
- Bell, S. A., Pollaco, D. L., & Hilditch, R. W. 1994, MNRAS, **270**, 449
- Bond, H. E., Liller, W., & Mannery, E. J. 1978, ApJ, **223**, 252
- Bond, H. E., & Afsar, M. 2004, AAS Meeting 205, num.165.06
- Burstein, D., Faber, S. M., Gaskell, C. M., & Krumm, N. 1984, ApJ, **287**, 586
- Burstein, D., Faber, S. M., & González J. J. 1986, AJ, **91**, 1130

- Cahn, J. H. 1976, *AJ*, **81**, 407
- Cahn, J. H. & Kaler J. B. 1971, *ApJS*, **22**, 319
- Cahn, J. H., Kaler, J.B., & Stanghellini, L. 1992, *A&AS*, **94**, 399
- Cardiel, N., & Gorgas, J. 1997,
<http://www.ucm.es/info/Astrof/software/reduceme/programs/index.html>.
- Cohen, J. G., & Gillett, F. C. 1989, *ApJ*, **346** 803
- Corral, L. J. H., Navarro, S. G., Peña, J. H., Peniche, R., & Hirata, I. 1994, in *The MK Process at 50 years: A Powerful Tool for Astrophysical Insight*. Ed. C. J. Corbally, R. O. Gray y R. F. Garrison. ASP Conf. Ser. **60**, 25
- Ciardullo, R., & Jacoby, G. H. 1999, *ApJ*, **515**, 191
- Ciardullo, R., Bond, H. E., Sipior, M. S., Fullton, L. K., Zhang, C- Y., & Schaefer, G. 1999, *AJ*, **118**, 488
- Cuesta, L., Phillips, J. P. & Mampaso, A. 1995, *A&A*, **304**, 475
- De Marco, O., Bond, H. E., Harmer, D. & Fleming, A. J. 2004, *ApJ*, **602**, L93
- Daub, C. T. 1982, *ApJ*, **260**, 612.
- Faber, S. M., Friel, E. D., Burstein, D., & Gaskell, C. M. 1985, *ApJS*, **57**, 711
- Feibelman, W. A. 1982, *AJ*, **87**, 555
- Gathier, R., Pottasch, S. R., & Pel, J. W. 1986a, *A&A*, **157**, 171
- Gathier, R., Pottasch, S. R., & Goss, W. M. 1986b, *A&A*, **157**, 191
- Gillett, F. C., Jacoby, G. H., Joyce, R. R., Cohen, J. G., Neugebauer, G., Soifer, B. T., Nakajima, T., & Matthews, K. 1989, *ApJ*, **338**, 862
- Górny, S. K., Stasińska, G., & Tylenda, R. 1997, *A&A*, **318**, 256
- Gray, R. O., (catálogo en línea) *A Digital Spectral Classification Atlas*:
<http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>
- Gulati, R. K., Gupta, R., Gothoskar, P., & Khobragade, S. 1994, *ApJ*, **426**, 340
- Huggins, P. J., Bachiller, R., Cox, P., & Forveille, T. 1996, *A&A*, **315**, 284
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., Christian, C. A. 1984, *ApJS*, **56**, 257
- Jaminet, P. A., Danchi, W. C., Sutton, E. C., Bieging, J. H., Wilner, D., Russell, A. P. G., & Sandell, G. 1991, *ApJ*, **380**, 461
- Jones, L. A. 1996, PhD Thesis *Differential Spectral Synthesis of Low-Luminosity Elliptical Galaxies*
- Hajian, A. R., Terzian, Y., & Bignell, C., 1993, *AJ*, **106**, 1965
- Huggins, P. J., Bachiller, R., Cox, P., & Forveille, T. 1996, *A&A* **315**, 284.
- Kaler, J. B. 1983, *ApJ* **264**, 594
- Kaler, J. B. 1985, *ApJ* **290**, 531
- Kingsburgh, R. L. & English, J. 1992, *MNRAS*, **259**, 635
- Kohoutek, L., 2001, *Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*, *A&A*, **378**, 843
- Kurtz, M. J. 1984, *The MK Process and Stellar Classification*, Ed. R. F. Garrison (Toronto: Univ. of Toronto), 136
- La Sala, J., 1994, en *The MK Process at 50 years: A Powerful Tool for Astrophysical Insight*. Ed. C. J. Corbally, R. O. Gray, & R. F. Garrison, ASP Conf. Ser. **60**, 312
- LaSala, J. & Kurtz, M. J. 1995, *ESA Fpas.conf.* 379, 169
- Le-Borgne, et al. 2003, *A&A*, **402**, 433
- Lester, D. F., & Dinerstein, H. L. 1984, *ApJ* **281**, L67
- Liu, Y., Liu, X.-W., Luo, S.-G., & Barlow, M. J. 2004 *MNRAS*, **353**, 1231

- Lutz, J. H. 1973, ApJ, **181**, 135
- Lutz, J. H. 1973a, IAU Symp. 52: Interstellar Dust and Related Topics, 29
- Maciel, W. J. 1984, A&ASS, **55**, 253
- Maciel, W. J., & Pottasch, S. R. 1980, A&A, **88**, 1
- Malyuto, V., Oestreicher, M. O., & Schmidt-Kaler, Th. (MOS) 1997, MNRAS, **286**, 500
- Malyuto, V., & Schmidt-Kaler, Th. 1997, A&A, **325**, 693
- Malyuto, V., & Schmidt-Kaler, Th. 1999a, ASP Conf. Ser., **167**, 271
- Malyuto, V., & Schmidt-Kaler, Th. 1999b, AN, **320**, 71
- Martin, W. 1994, A&A, **281**, 526
- Masson, C. R. 1989, ApJ, **336**, 294
- Mavromatakis, F., Papamastorakis, J. & Paleologou, E. V. 2001, A&A, **374**, 280
- Mellema, G. 2004, A&A, **416**, 623
- Middlemass, D. 1990, MNRAS, **244**, 294
- Milne, D. K., & Aller, L. H. 1975, A&A, **38**, 183
- Mufson, S. L., Lyon J., & Marionni, P. A. 1975, ApJ, **201**, L85
- Navarro, S. G., Corradi, R. L. M., & Mampaso, A. 2003, RMxAACS, **18**, 75
- Navarro, S. G., Mampaso, A., & Corradi, R. L. M. 2002, RMxAACS, **12**, 171
- Palen, S., Balick, B., Hajian, A. R., Terzian, Y., Bond, H. E., & Panagia, N. 2002, AJ, **123**, 2666
- Penprase, B. E., 1994, in *The MK Process at 50 years: A Powerful Tool for Astrophysical Insight*. Ed. C. J. Corbally, R. O. Gray, & R. F. Garrison, ASP Conf. Ser. **60**, 325
- Phillips, J. P., Mampaso, A., Williams, P. G., & Ukita, N., 1991, A&A **247**, 148
- Pollacco, D. L., & Ramsay G., 1992 MNRAS **254**, 228
- Pottasch, S. R., Wesselius P. R., Wu C.-C. & van Duinen R. J., 1977, A&A **54**, 435
- Pottasch, S. R. 1983, IAUS, **103**, 391
- Pottasch, S. R. 1984, *Planetary Nebulae*, Reidel, Dordrecht.
- Pottasch, S. R. 1996, A&A, **307**, 561
- Pottasch, S. R., Beintema, D. A., & Feibelman, W. A. 2000, A&A, 363, 767
- Pottasch, S. R. 2000, A&A, 362, L17
- Reay, N. K., Pottasch, S. R., Atherton, P. D., & Taylor, K. 1984, A&A, **137**, 113
- Rountree, J., & Sonneborn, G. 1994, ASP Conf. Ser., 60, 277
- Sabbadin, F. 1986, A&ASS, **64**, 579
- Sánchez-Blázquez, P., Jimenez, J., Peletier, R., Vazdekis, A., Gorgas, J., Cardiel, N., Selam, S., & Falcón, J. 2003, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de Conferencias), **17**, 192
- Schmidt-Kaler, Th., 1982 (SK). En Landolt-Bornstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, Vol 2-B, *Physical Parameters of the stars*.
- Seaton, M.J., 1979 MNRAS **187**, 785
- Serra-Ricart, M., Gaitan, V., Garrido, Ll., & Pérez-Fournon, I. 1996, A&ASS, **115**, 195
- Serra-Ricart, M., 2003 Comunicación privada.
- Shklovsky, I. S., 1956, Astron. Zh., **33**, 315

- Stanghellini, L., Villaver, E., Manchado, A. & Guerrero, M. A., 2002, ApJ, **576**, 285
- Stasinska, G., Tylenda, R., Acker, A. & Stenholm, B. 1992, A&A, **266**, 486
- Stasinska, C., Tylenda, R., Acker, A. & Stenholm, B. 1993, IAU Symp. 155 on Planetary Nebulae, 177
- Strömngren, B., 1966. Annual Review of Astronomy & Astrophysics, **4**, 433.
- Tajitsu, A., & Tamura, S. 1998, AJ, **115**, 1989
- Terzian, Y. 1993, IAU Symp. 155 *Distances of Planetary Nebulae*, 109
- Terzian, Y. 1997, IAU Symp. 180 *Planetary Nebulae*, 29
- Torres-Dodgen, A. V., & Weaver, W.B. 1993, PASP, **105**, 693
- Tulunay, Y, Tulunay, E., & Senalp, E. T. 2004, AdSpR, **33**, 988 (Advances in Space Research)
- Tylenda, R., Acker, A., Stenholm, B., & Köppen, J., 1992, A&ASS, **95**, 337
- Valdes, F., Gupta, R., Rose, J. A., Singh, H. P., & Bell, D. J. 2004, ApJS, **152**, 251
- Van de Steene, G. C. & Zijlstra, 1994 A&ASS, **108**, 485
- Vieira, E. F., & Ponz, J. D. 1995, A&AS, **111**, 393
- von Hippel, T., Storrie-Lombardi, L. J., Storrie-Lombardi, M. C., & Irwin, M. J. 1994, MNRAS, **269**, 97
- Walborn, N. R., Nichols-Bohlin, J., & Panek, R. J., 1985 *International Ultraviolet Explorer Atlas of O-type Spectra from 1200 to 1900 Å*. NASA Reference Publication, 1155
- Walborn, N. R., Parker, J. W., & Nichols, J. S., 1994 en *The MK Process at 50 years: A Powerful Tool for Astrophysical Insight*. Ed. C.J. Corbally, R.O. Gray y R.F. Garrison, ASP Conf. Ser., **60**, 279
- Walsh, J. R., & Clegg, R. E. S. 1994, MNRAS, **268**, L41
- Walton, N. A., Pottasch, S. R., Reay N. K., & Taylor A. R. 1988, A&A **200**, L21
- Walton, N. A., Walsh, J. R., & Pottasch S. R. 1993, A&A, **275**, 256
- Weaver, W. B. 2000, ApJ, **541**, 298
- Weaver, W. B., & Torres-Dodgen, A. V. 1997, ApJ, **487**, 847
- Whitford, A. E. 1958, AJ, **63**, 201
- Woodward, C. E., Pipher, J. L., Forrest, W. J., Moneti, A., & Share, M. A. 1992, ApJ, **385**, 567
- Worthey, G., & Ottaviani D.I. 1997, ApJS, **111**, 377
- Worthey, G., Faber, S. M., González, J. J., & Burstein, D., 1994, ApJSS, **94**, 687
- Zombeck, M. V. 1990, *Handbook of Astronomy and Astrophysics*, Second Edition (Cambridge, UK: Cambridge University Press).

Agradecimientos

Agradezco sinceramente a todas las personas que de una u otra forma me han ayudado en la realización, revisión y presentación de esta tesis. Es difícil enumerarlos a todos, por lo que me disculpo con los que no sean mencionados explícitamente.

Agradezco a los miembros del tribunal el haber aceptado revisar y evaluar esta tesis, así como participar como tal en la lectura de la misma.

Agradezco a todos los miembros del grupo asociado al proyecto, que han intervenido en las observaciones, en la reducción de datos y en la discusión. Muy especialmente a mis directores de tesis Antonio Mampaso y Romano L. M. Corradi, por haber sugerido el tema y sobre todo por su apoyo, paciencia e incondicional disposición a ayudarme en todo momento.

Agradezco también especialmente a John Beckman el haber aceptado revisar este trabajo, por sus valiosas observaciones y correcciones al mismo, por su siempre afable trato y su fantástico sentido del humor que contagia y hace más sencilla la “recta final”. A él agradezco la frase célebre: “Los comités no resuelven nada” (... refiriéndose, por supuesto, a los de redes neuronales)

Agradezco a los miembros de la Comisión de Enseñanza su paciencia y ayuda en los trámites de presentación de tesis, especialmente al Dr. Antonio Aparicio, Coordinador del área de enseñanza del IAC y al Dr. Alfonso López Aguerri, Secretario de la Comisión.

Agradecemos la colaboración de Carlos A. Flores, técnico del Taller Mecánico del IAC, quien se trasladó a La Palma y ayudó a fabricar la mayor parte de las mascarillas.

Agradezco a todos los “Gurús” del SIC por su insustituible ayuda en todo momento, a Isabel, Elito, Joaquín, Adela, Antonio, Estrella, Irene, Carlos y, por supuesto a Antonio Jiménez, Jefe del SIC. Sin ellos no habría podido sobrevivir en el oscuro mundo informático.

Agradezco a Nicola Caon por su ayuda con los problemas de IRAF y por mantener siempre al día todo el sistema informático para investigación.

Agradezco a Lourdes A., Monique, a Lourdes G., Tanja, Judith, Eva e Irene su eficiente ayuda y disposición, pero sobre todo su calidez y amistad.

A Mary, Laia y Fina, su amable sonrisa de cada día.

A todos mis compañeros en el IAC, el haber hecho de mi larga estancia en Canarias, algo memorable.

Pero sobre todo agradezco a dos “pequeños” monstruos (y a uno no tanpequeño) que han sobrevivido y me han permitido sobrevivir esta tesis.

A todos un abrazo.