

Espectroscopía de Galaxias con Líneas de Emisión

- OBJETIVOS**
- Espectroscopía de galaxias débiles.
 - Medida de parámetros físicos.
 - Clasificación espectroscópica.

- MATERIAL**
- Serie de espectros de galaxias.
 - Paquete de procesado de imágenes IRAF.

1 Galaxias con Líneas de Emisión

Bajo la categoría de galaxias con líneas de emisión ELGs (del inglés *Emission Line Galaxies*) se considera un heterogéneo grupo de objetos cuya única característica común es presentar en su espectro líneas de emisión más o menos intensas.

La presencia de líneas de emisión en un objeto extragaláctico se debe al gas caliente. El proceso de calentamiento del gas tiene dos posibles orígenes físicos. El primero corresponde a los fenómenos de actividad en los núcleos de las galaxias y tiene un origen no térmico. Las líneas se producen en gas turbulento que está siendo iluminado por radiación de tipo sincrotrón. El segundo tiene un origen térmico y en él las líneas están asociadas a los fenómenos de formación estelar y corresponden a la emisión de gas que está siendo bañado por la radiación ultravioleta de estrellas jóvenes y masivas que se han formado en su interior o en sus cercanías. Los fenómenos físicos por los cuales se producen estas líneas de emisión de origen térmico están muy bien estudiados teóricamente, por lo que se tiene de ellos un buen conocimiento. Esto hace posible que se utilicen para el estudio y análisis detallado de todos los escenarios astrofísicos en los que se observa el fenómeno de formación estelar.

1.1 Galaxias Seyfert 1

Las galaxias Seyfert tipo 1 son resultado de procesos no térmicos que se dan principalmente en los núcleos de galaxias espirales.

El espectro de estas galaxias está dominado por líneas de emisión de elementos en elevados estados de ionización. Se observa también la presencia de componentes anchas en las líneas de Balmer. En algunos casos las líneas permitidas presentan FWHM de más de 2000 km s^{-1} , mientras las prohibidas no superan los 800 km s^{-1} .

1.2 Galaxias Seyfert 2

Las Seyfert 2 presentan tanto las líneas de Balmer como las prohibidas con anchuras del orden de los 500-1000 km s⁻¹. Se presentan en galaxias muy parecidas al caso de las Seyfert 1. La distinción entre estas dos clases es todavía motivo de estudio. En general se piensa que el origen físico es el mismo pero que en el caso del tipo 2 la fuente central se encuentra oculta al observador por toda una serie de nubes de gas y polvo que hacen que espectroscópicamente el aspecto sea tan diferente.

Se caracterizan por líneas de emisión especialmente intensas, pero son ciertos cocientes de líneas los que revelan este tipo de galaxias. La línea de [OIII] λ 5007 es mucho más brillante que la línea de H β . Generalmente [OIII]/H β \geq 3. La línea de [NII] λ 6584 también es mucho más intensa que en las galaxias tipo HII. En las Seyfert 2 es del orden de H α , a veces bastante mayor. Suelen estar presentes líneas de emisión de elementos de elevados estados de ionización.

1.3 Galaxias SBN

Toman el nombre SBN del inglés *StarBurst Nuclei*. Son galaxias espirales en cuyo núcleo tienen lugar intensos brotes de formación estelar. Su metalicidad es mayor que en otras galaxias con líneas de emisión, con valores próximos a los solares. Su contenido en polvo es también sensiblemente mayor y sus luminosidades son las típicas de una galaxia espiral normal. Las líneas de absorción son frecuentes y presentan unas extinciones muy fuertes por lo que todas las líneas en el azul, de aparecer, lo hacen de manera muy débil. Las líneas de OIII, de observarse, son más débiles que H β . La línea más prominente es siempre H α mientras que las de NII se presentan bastante más débiles respecto a H α .

1.4 Galaxias HII

Son galaxias con un rango de propiedades muy amplio pero que están caracterizadas por poseer intensas regiones de emisión que pueden estar localizadas en cualquier lugar de la galaxia, principalmente en el exterior. Sus propiedades son las esperables de un gas de metalicidad intermedia o baja ionizado por estrellas calientes. Las SFR observadas en estos objetos son demasiado grandes como para que puedan mantenerse a lo largo de períodos de tiempo largos. Los valores típicos son de entre 8 y 80 M $_{\odot}$ a⁻¹. Espectroscópicamente presentan líneas de emisión intensas tanto en el azul como en el rojo. Se cumple que [OIII] λ 5007 \geq H β y H α \gg [NII] λ 6584.

1.5 Galaxias compactas azules

Son galaxias que reciben ese nombre (*Blue Compact Dwarfs*, BCDs) por su aspecto muy compacto, colores muy azules y baja luminosidad. Presentan un espectro en la región del visible que refleja una alta ionización del medio, es decir, dominado por líneas de emisión intensas y con anchuras equivalentes muy grandes. Sus tamaños son pequeños, normalmente menores de 8 kpc (Salzer, MacAlpine & Boroson 1989; Kunth, Maurogordato & Vigroux 1988). Su masa total suele ser del orden de 10⁹ M $_{\odot}$ y su magnitud absoluta en la banda B oscila entre unos valores extremos de -12 y -17 Su contenido metálico es normalmente bajo, con un promedio de $Z = Z_{\odot}/10$ si bien las abundancias de Oxígeno observadas varían en un amplio rango desde 1/5 a 1/40 del valor solar.

ión	$\lambda\lambda$ (Å)	ión	$\lambda\lambda$ (Å)
[OII]	3726	[OIII]	4958.9
[OII]	3729		
[NeIII]	3868.7	[OIII]	5006.8
H8	3970.1	He I	5875.6
H δ	4101.7	[OI]	6300.2
H γ	4340.5	[NII]	6548.1
[OIII]	4363.0	H α	6562.8
He I	4471.0	[NII]	6583.6
HeII	4685.7	HeI	6678.0
H β	4861.3	[SII]	6717.0
		[SII]	6731.3

Tabla 1: Principales líneas de emisión en galaxias.

Todas las líneas de emisión típicas de condiciones físicas de alta excitación como la serie de Balmer completa, [OIII] λ 4363, o las líneas de Helio, están presentes. Las anchuras equivalentes de las líneas más intensas son de varios cientos de Å. El espectro presenta cocientes [OIII] λ 5007/H β altos, líneas [NII] λ 6548,6584 débiles o ausentes, y a menudo [OII] λ 3727 débil. Las temperaturas electrónicas calculadas sobrepasan los 10^4 K. Esta clase espectroscópica se corresponde con objetos débiles que se hacen visibles sólo por albergar un brote de formación estelar que abarca todo el objeto y que domina por completo el espectro.

2 Parámetros físicos a determinar

2.1 Identificación de líneas

Las líneas de emisión que aparecen en las galaxias son típicas y bien conocidas. Por ello el primer paso es identificarlas. En la región por debajo de los 4000 Å, tenemos [OII] λ 3727 y [NeIII] λ 3869. Después hay una serie de líneas como H δ λ 4101, H γ λ 4340, [OIII] λ 4363, HeI λ 4471, HeII λ 4686 y las dominantes en el espectro H β , [OIII] λ 4959, y [OIII] λ 5007. La línea de HeI λ 5876, de estar presente, es muy importante para la determinación de la abundancia de Helio. Luego encontramos [OI] λ 6300, en alguna ocasión muy particular la línea [SIII] λ 6312 y también [OI] λ 6363. A continuación vienen un trío de líneas normalmente de las más intensas como son [NII] λ 6548, H α y [NII] λ 6584. Por último una posible línea de HeI λ 6678, y las líneas de azufre [SII] λ 6716,6731. Todas estas líneas están resumidas en la Tabla 1, en la que se han recogido solo las más importantes.

2.2 Medida del desplazamiento al rojo

La posición de todas y cada una de las líneas de emisión de cada galaxia se mide de manera interactiva ajustando a las mismas una gaussiana. El centroide de esta gaussiana se toma como el valor del centro de la línea. De este centroide, y conocida la longitud de onda de laboratorio se obtienen diferentes desplazamientos al rojo z_i para la galaxia. Una vez medidos tomaremos como valor definitivo el promedio de los mismos utilizando como pesos las anchuras equivalentes

EW_i de cada línea, de tal forma que se da más importancia a los valores de z arrojados por las líneas más intensas y por lo tanto con menor error en su posición. La expresión del z final queda como

$$z = \frac{\sum_i z_i EW_i}{\sum_i EW_i}$$

recorriendo el índice i las diferentes líneas presentes en cada espectro.

Finalmente los desplazamientos al rojo medidos serán reducidos al valor corregido de movimiento solar en la galaxia según la expresión

$$\Delta z = 0.001 \sin l \cos b$$

suponiendo que el Sol tiene un movimiento en torno al centro galáctico que supone una componente de 300 km s^{-1} en la dirección de coordenadas galácticas $l^H = 90^\circ$ y $b^H = 0^\circ$ (Sandage 1975). En esta expresión l y b son las coordenadas galácticas de los objetos en cuestión. Todas las galaxias de la muestra se sitúan en una zona del cielo cercana a las coordenadas $01^h 00^m + 24^{\text{deg}} 00$.

Son varias las fuentes de error en el cálculo del desplazamiento al rojo. Por un lado está la incertidumbre en la determinación del centroide de las líneas de emisión. Por otro, el error estadístico producto de utilizar varios z independientes para promediar luego. Si bien se puede estimar de manera particular el error para cada uno de los valores, resulta un valor siempre muy por debajo de $3 \cdot 10^{-5}$, acercándose a dicha cota sólo en casos muy desfavorables. Al final, para cada espectro se toma un desplazamiento al rojo con cada línea y como error se considera la desviación estándar de esta distribución.

2.3 Medida de intensidades y anchuras equivalentes

Tanto la medida de la intensidad de cada línea como su anchura equivalente se llevará a cabo de forma interactiva, realizando varias tentativas, para promediar después. El continuo ha de aproximarse por puntos dados con cursor en la pantalla, por ejemplo uno en el continuo previo a la línea, otro marcando el comienzo de la misma, otro marcando el final y un último punto sobre el continuo pasada la línea. El continuo bajo la línea se ajustará por un polinomio de segundo grado.

El error en la medida de las intensidades es debido principalmente a la estimación del continuo. De forma aproximada se puede obtener como

$$error = \sigma \text{ FWHM}$$

donde σ es la desviación estándar de la señal del continuo en una zona suficientemente pequeña tomada cerca de la línea.

3 El paquete IRAF

IRAF es un paquete público de software para la reducción y análisis de imágenes astronómicas (Image Reduction and Analysis Facility). Este grupo de programas es mantenido y desarrollado por el Observatorio Astronómico Nacional de los Estados Unidos (NOAO) y en los últimos años se ha convertido en el más usado por la comunidad científica.

En esta práctica utilizaremos las posibilidades del comando `plot`, del paquete `oned`, para el estudio de una serie de espectros. Para entrar en IRAF debemos situarnos en el directorio `/home/alumnos` con los comandos UNIX

```
$cd /home/alumnos/Iraf
```

```
$ xiraf
```

El último comando abre una ventana `xgterm` titulada **IRAF** en la que automáticamente se carga el paquete IRAF ofreciéndonos una línea de comando comenzada por el símbolo

```
cl>
```

Una vez en IRAF, si quisiésemos salir utilizaremos el comando

```
cl> logout
```

Para ver una lista de los paquetes disponibles podemos hacer

```
cl> ?
```

Para cambiar de directorio podemos hacerlo con el comando

```
cl> cd subdirectorio
```

Para ver una lista de los ficheros de ese directorio (los espectros son los ficheros con extensión `.imh`) se usa

```
cl> dir
```

Por último, el `help` de un comando se obtiene usando

```
cl> help comando
```

Para cambiar los parámetros de un comando de manera interactiva podemos usar el editor de parámetros

```
cl> epar comando
```

Para más información véase la hoja de referencia rápida al final de este guión.

4 Desarrollo de la práctica

Esta práctica consiste en el análisis de una serie de espectros de galaxias con líneas de emisión. Se dispone de los espectros monodimensionales ya extraídos y calibrados en longitud de onda y en flujo (unidades de 10^{-15} erg/s/Å. Los datos fueron tomados en Octubre de 1994 con el telescopio Isaac Newton de 2.5m del Observatorio del Roque de los Muchachos. Las magnitudes aparentes son del orden de $B \sim 16$. También se dispone de una serie de espectros de galaxias débiles azules tomados con el telescopio Keck de 10m en Hawaii en Abril de 1996. Estos espectros son ficheros del tipo `pl000*.imh` y se encuentran en el directorio `/home/alumnos/PracIII`. Una vez hemos invocado IRAF según el procedimiento explicado en el apartado anterior, debemos pasarnos a la ventana de IRAF y hacer allí el resto de operaciones y comandos. Primero nos cambiaremos al directorio correcto

```
cl> cd /home/alumnos/PracIII
```

Ahora invocamos el paquete de análisis de espectros monodimensionales

```
cl> oned
```

Ya estamos preparados para comenzar a utilizar el comando `plot` e ir analizando cada uno de los espectros problema. Analizemos con detalle el primero y el resto los haremos de forma análoga. Hacemos actuar `plot` sobre el primero de los espectros tecleando

```
cl> plot pl00001
```

De manera automática se ha abierto una pantalla gráfica en el que aparece pintado el espectro y en la que aparece un cursor representado por dos líneas de color rojo que se desplazan con el ratón. Los comandos gráficos de IRAF funcionan presionando teclas mientras está activa la pantalla gráfica. Al presionar '?' nos saldrá una ayuda con un resumen de estos comandos

? - This display	r - Redraw the current window
/ - Cycle thru short help on stat line	s - Smooth (boxcar)
a - Autoexpand between cursors	t - Fit continuum (see below)
b - Toggle base plot level to 0.0	u - Adjust coordinate scale
c - Clear and redraw full spectrum	v - Velocity scale (toggle)
d - Deblend lines using Gaussians	w - Window the graph
e - Equiv. width, integ flux, center	x - Connects 2 cursor positions
f - Arithmetic functions: log, sqrt...	y - Plot std star flux from calib file
g - Get new image and plot	z - Expand x range by factor of 2
h - Equivalent widths (see below)) - Go to next spectrum in image
i - Write current image as new image	(- Go to previous spectrum in image
j - Fudge a point to Y-cursor value	# - Select new line/aperture
k - Gaussian fit to single line	% - Select new band
l - Convert to F-lambda	\$ - Toggle wavelength/pixel scale
m - Mean, RMS, snr in marked region	- - Subtract deblended fit
n - Convert to F-nu	, - Down slide spectrum
o - Toggle overplot of following plot	. - Up slide spectrum
p - Convert to wavelength scale	I - Interrupt task immediately
q - Quit and exit	<space> - Cursor position and flux

Una forma de cambiar parámetros del comando es presionando ':' y el parámetro correspondiente. Por ejemplo, mejoraremos la presentación de los espectros si utilizamos el comando

```
:histo yes
```

Otras posibilidades en splot son:

```
:# <comment>      - Add comment to log file
:dispaxis <val>    - Change summing parameter for 2D images
:log               - Enable logging to save_file
:nolog            - Disable logging to save_file
:nsum <val>        - Change summing parameter for 2D images
:show             - Show full output of deblending and equiv. width measurments
:units <value>    - Change coordinate units (see below)

:auto [yes|no]    - Enable/disable autodraw option
:zero [yes|no]   - Enable/disable zero baseline option
:xydraw [yes|no] - Enable/disable xydraw option
:hist [yes|no]   - Enable/disable histogram line type option
:nosysid [yes|no] - Enable/disable system ID option
:wreset [yes|no] - Enable/disable window reset for new spectra option
:flip [yes|no]   - Enable/disable dispersion coordinate flip
:overplot [yes|no] - Enable/disable permanent overplot mode
```

De gran ayuda nos será el saber que cada vez que presionemos '=' con el ratón situado en la pantalla gráfica de splot se vuelca a la impresora una copia de la pantalla tal y como está en

ese momento. Bien, una vez con una idea mínima de como usar las posibilidades del comando `splot`, ahora se trata de obtener una serie de medidas de las líneas de emisión que podamos reconocer en el espectro. Es recomendable hacerse una tabla en la que cada fila sea una línea de emisión identificada y en la que podamos apuntar:

1. Posición del centro de la línea
2. Flujo de la línea
3. Anchura equivalente
4. Anchura a media altura (FWHM, Full Width Half Maximum)

Para obtener cada uno de estos parámetros en cada línea hay que medirlos de una de las dos siguientes formas:

- Hacemos un zoom en la línea que nos interesa presionando 'a' a un lado y a otro de la misma. Si no nos gusta la zona ampliada deshacemos en zoom presionando 'c'. Cuando por fin tenemos ampliada la zona que queremos, ahora presionamos 'k' a un lado y al otro. El programa ajusta una gaussiana y nos da el centro (center), el flujo (flux) en erg/s, la anchura equivalente en Å (eqw) y por último el FWHM (fwhm) en Å. Presionando 'r' refrescamos la pantalla y podemos hacer varias medidas. 'c' siempre nos volverá al espectro original.
- Si la línea de interés está blendada (superpuesta) con otras, lo mejor es descomponer el total en una serie de gaussianas que se suman. Esto se hace con la rutina de 'deblending'. Para invocarla debemos presionar 'd' a ambos lados del tramo de espectro a estudiar. Es conveniente no cenirse a las líneas y coger un poco de continuo a ambos lados. Ahora nos pide que marquemos con 'm' las abscisas de los máximos de las líneas que vemos. Cuando tengamos marcados tantos como haga falta salimos con 'q'. A la pregunta si queremos algún tipo de ligadura entre las posiciones relativas de cada componente, responderemos 'a' para dejar que sea el programa el que calcule la posición del máximo más adecuada. 's' forzaría a mantener las distancias relativas de las posiciones introducidas con el ratón, mientras que 'f' las fijaría por completo a los valores dados por nosotros. De manera análoga hacemos con las anchuras de las líneas. Se sugiere usar siempre 'a' en caso de duda y dejar que el programa optimice estas variables. Responderemos 'y' para que se ajuste y considere el continuo. Rápidamente, el programa ofrece centro, flujo, anchura equivalente y FWHM de cada componente. La bondad del ajuste se determina comparando con el espectro inicial. Es bueno repetir el proceso cambiando el trozo de continuo considerado, los centros dados etc hasta llegar a un valor fiable.

Con toda la información de las diferentes líneas y guiándonos de las pistas dadas en la primera sección podemos ya ir descartando los diferentes tipos de ELGs y quedarnos con la correcta. De ayuda inestimable son los diagramas de diagnóstico ideados por Veilleux & Osterbrock (1987). En ellos se representan ciertos cocientes de líneas que dependen muy poco o nada de la corrección de enrojecimiento. En las Figuras 1 y 2 hemos representado las galaxias UCM según tipos en un diagrama $\log([OIII]5007/H\beta)$ frente a $\log([NII]6584/H\alpha)$ y en el diagrama $\log([OIII]5007/H\beta)$ frente a $\log([OII]3727/[OIII]5007)$. Los diferentes tipos espectroscópicos quedan posicionados en diferentes zonas del diagrama. Notar que a las galaxias Seyfert 1, por su especial naturaleza no se les puede aplicar estos criterios. También hay que mencionar que el cociente $[OII]/[OIII]$ sí depende de la corrección por enrojecimiento por lo que hay que manejarlo con cuidado.

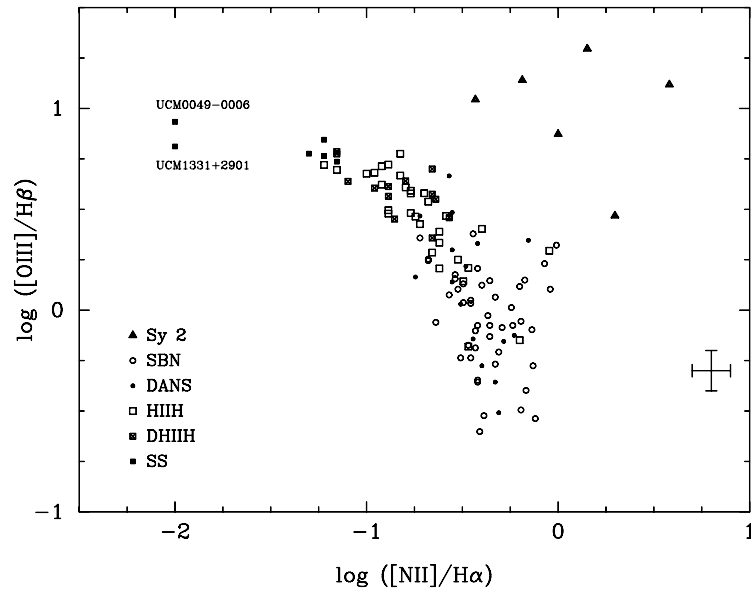


Figura 1: Diagrama de diagnóstico 1 para las galaxias UCM. Los diferentes símbolos indican el tipo de galaxias con líneas de emisión. El tipo SS es análogo al BCD.

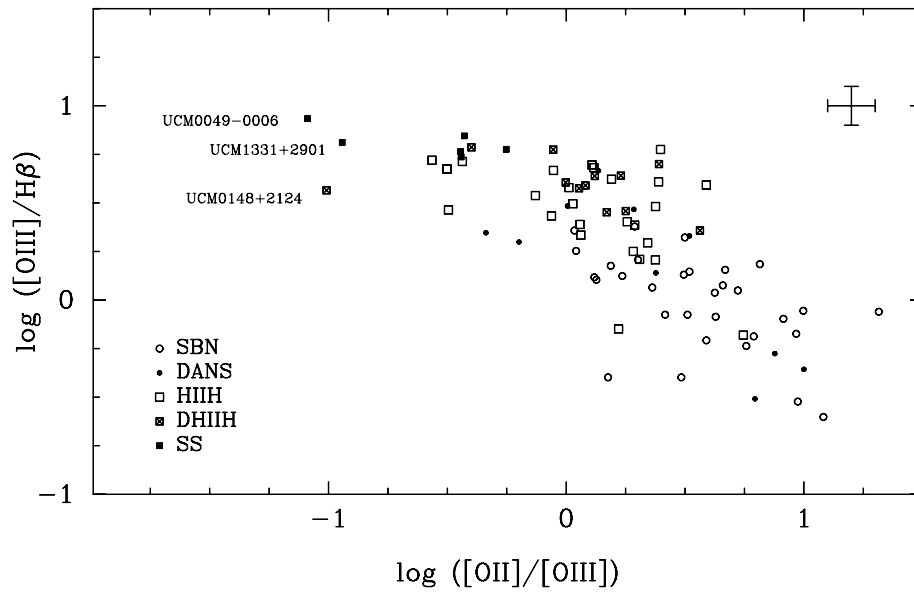


Figura 2: Diagrama de diagnóstico 2 para las galaxias UCM.

El mismo proceso se repite para los quince espectros en estudio. Como resultado principal deberemos obtener una lista de líneas de emisión con sus flujos, anchuras equivalentes, etc para cada galaxia. Una vez con estos datos, lo primero es ver si las líneas de Balmer son anormalmente anchas. Ese caso la galaxia es una Seyfert 1. De no ser así, procedemos a representar cada objeto en los diagramas de diagnóstico y avanzar una clasificación. Con esta estimación previa nos vamos a las definiciones de la sección 1 y comprobamos una por una las características de ese tipo de ELG.

Para cada galaxia, se pide:

1. Desplazamiento al rojo, z
2. Líneas de emisión más importantes
3. (opcional) Flujos de las líneas
4. Posición en los diagramas de diagnóstico
5. Tipo espectroscópico razonado

Por último, se dispone también de una serie de cinco espectros tomados con el telescopio Keck en la primavera de 1996 de galaxias compactas del HDF. Son objetos cuyo desplazamiento al rojo es desconocido y cuya magnitud aparente es $B \sim 24$. Los ficheros son los keck00*.imh. Dada su debilidad se trata de espectros muy ruidosos pero de un gran interés astrofísico. Solo como opción para los que estén interesados, se propone intentar clasificar estos objetos aplicando el mismo procedimiento usado para las galaxias UCM.

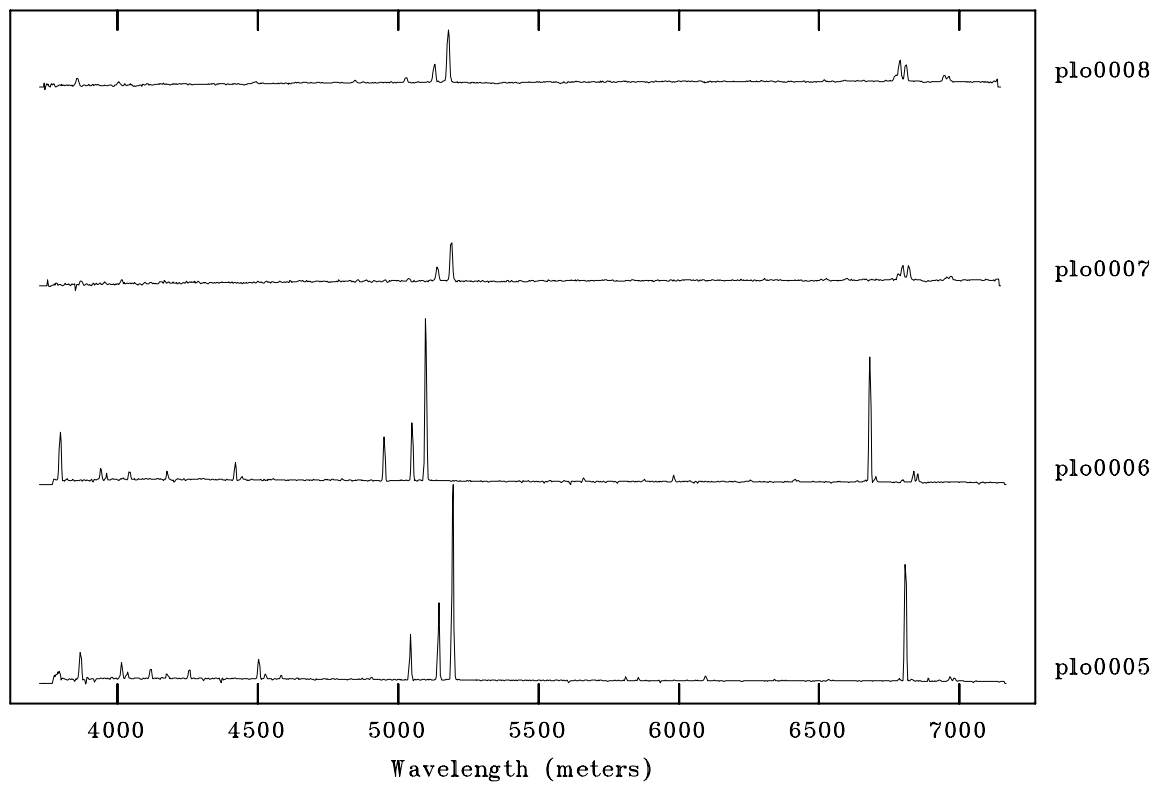
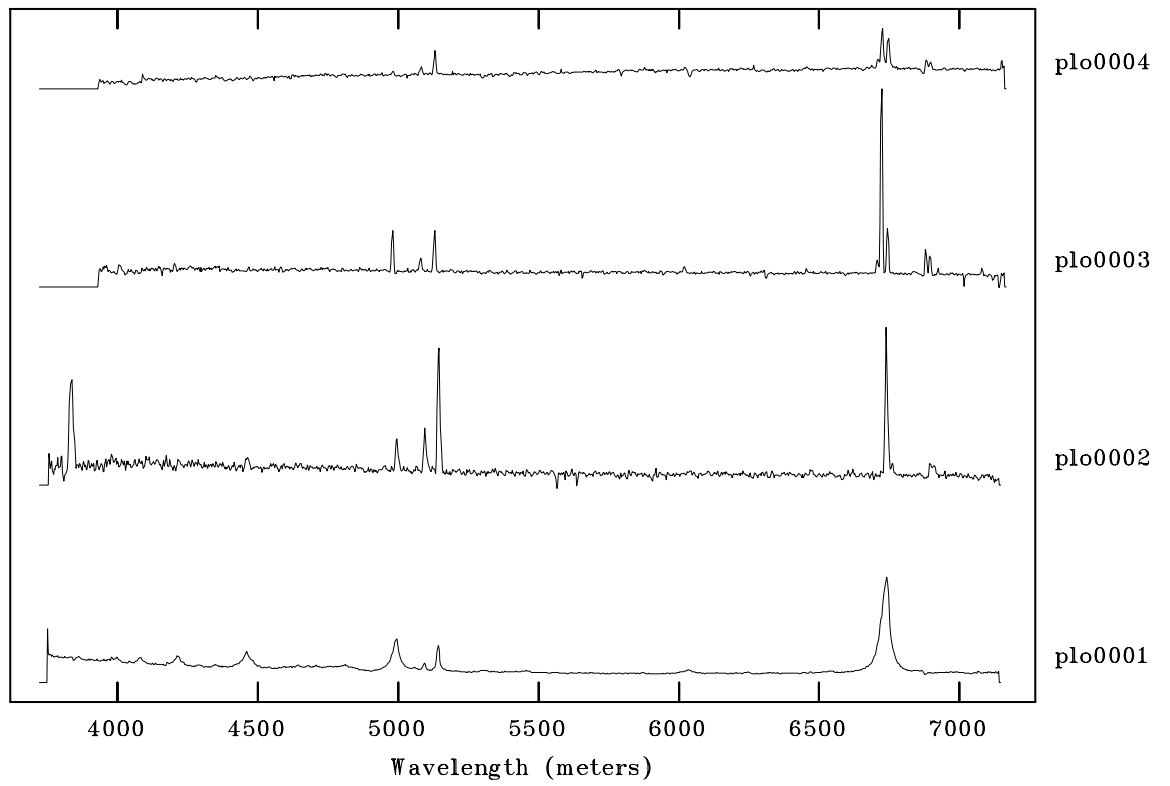


Figura 3: Espectros de galaxia con formación estelar.

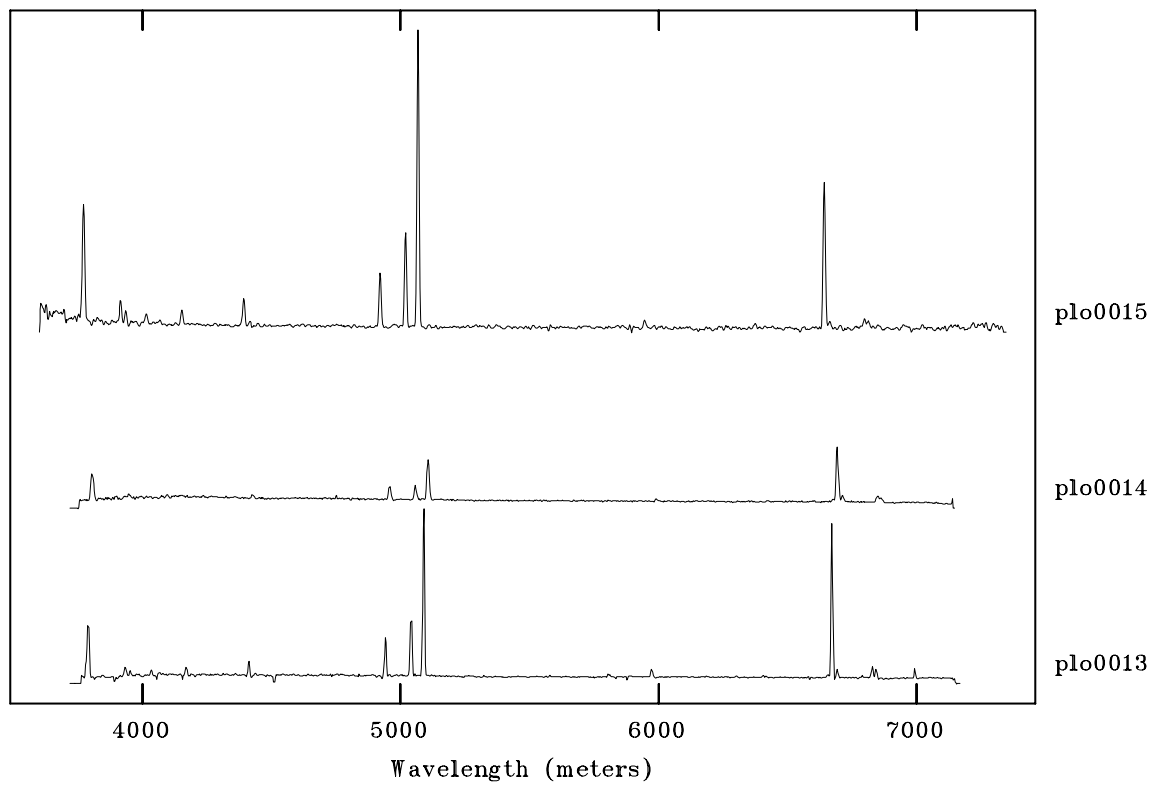
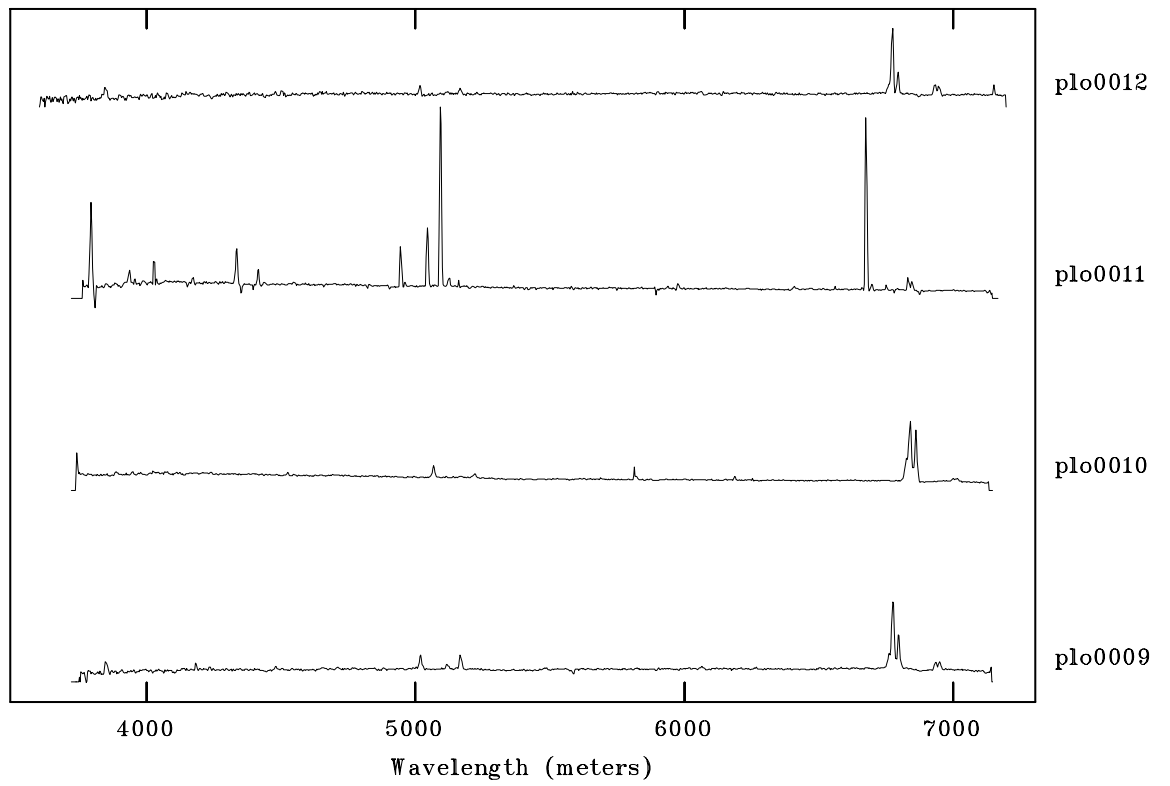


Figura 4: Espectros de galaxia con formación estelar.