

# Propiedades multi-frecuencia de los Discos Ultravioleta Extensos de galaxias cercanas.

## El caso de NGC0262.

Estudiante: Rubén Pedro Hedrosa

Director: Doctor Armando Gil de Paz

POPIA UCM-UAM.

Febrero 2010

### 1. RESUMEN

En este trabajo se han obtenido y analizado imágenes profundas en el óptico realizadas desde el observatorio Hispano-Alemania de Calar Alto (CAHA) con el telescopio de 2.2 m y el instrumento BUSCA de la galaxia con disco Ultravioleta Extenso (ó disco XUV; del inglés *eXtended UV*) NGC0262. Nuestro trabajo pone de manifiesto que NGC0262 (Mrk 348), situada a 63.9 Mpc de distancia y con una magnitud absoluta en la banda  $B$  de  $M_B = -20.65$  y una masa de gas neutro de  $M_{HI} = 1.35 \times 10^{10.2} M_\odot$ , es la galaxia de bajo brillo superficial masiva (*mLSB*) más cercana conocida hasta el momento, con un brillo superficial en las bandas U, R e I de  $\mu(0) \cong 23 \text{ mag/arcsec}^2$ . En el trabajo que aquí se presenta se caracteriza esta galaxia a partir de imágenes adicionales multifrecuencia: desde la línea de 21 cm hasta el ultravioleta lejano. Se utilizan los datos desde el infrarrojo al ultravioleta lejano para predecir la evolución de la galaxia dentro de la red de modelos creada por Boissier y Prantzos (2000) en función de la velocidad circular y el espín. Según éstos, la evolución de NGC0262 es comparable a la de una galaxia HSB pero con un espín mucho mayor:  $\lambda = 0.166$ . La velocidad ajustada es  $V_c = 267 \text{ km/s}$ . El uso de *SExtractor* (Bertin y Arnouts 1996) para la extracción de fuentes ha permitido la construcción de una función de luminosidad (FL)  $H\alpha$  que arroja que esta galaxia *mLSB* es comparable a las espirales tardías y que posee una dicotomía en su FL: un anillo circunuclear compuesto por regiones HII muy brillantes y compactas y un disco con gran parte de su luminosidad concentrada en cúmulos muy brillantes y con una luminosidad total equivalente a la del anillo. El ritmo de formación estelar total a partir de  $H\alpha$  es  $\sim 2.4 M_\odot/\text{año}$  y el perfil ultravioleta indica que la ley de Schmidt-Kennicutt se cumple de modo general hasta alcanzar valores umbrales de formación estelar de  $\log(\text{SFR}[M_\odot/\text{año}/\text{kpc}^2]) \sim -4$ . Por tanto, el disco XUV muestra una formación estelar de bajo ritmo pero continua y se le puede caracterizar como un disco-XUV de tipo 1 (Thilker et al. 2007), similar al de M83 y al de Malin 1. Esta última galaxia también comparte muchas de sus propiedades con las de las galaxias *mLSB*, lo que pone de manifiesto la conexión existente entre galaxias *mLSB* y galaxias con discos XUV.

---

“Busca un libro que diga *Cómo*,  
luego otro que se titula *Así*,  
sigue  
un tercero llamado *Nada*  
es la forma de un círculo sin fin.”  
Antonio Vega (1957 - 2009),  
Una décima de segundo

---

## 2. INTRODUCCIÓN

### 2.1. Discos Ultravioletas Extensos

Con el lanzamiento del satélite GALEX de la NASA en Abril de 2003 tuvo lugar una revolución en lo que se refiere al estudio de la formación estelar en galaxias cercanas. Por primera vez se dispondría de imágenes en el ultravioleta cercano ( $\lambda \sim 2200\text{\AA}$ ) y lejano ( $\lambda \sim 1500\text{\AA}$ ) en un gran número de objetos de nuestro Universo Local. Observaciones previas en el UV se habían limitado a un pequeño número de imágenes de poca profundidad obtenidas por las misiones UIT (a bordo del transbordador espacial) y por globos estratosféricos (FOCA). En Gil de Paz et al. (2007) los autores llevaron a cabo la fotometría superficial e integrada en las bandas de GALEX de un total 1034 galaxias del Universo Local. Como parte de este esfuerzo observacional se encontraron una serie de galaxias en las que la emisión ultravioleta se extendía varias veces su tamaño óptico (definido por la isofota de brillo superficial  $25 \text{ mag/arcsec}^2$  en banda *B*, ó  $D_{25}$ ). A estas estructuras se les denominó Discos Ultravioleta Extensos (XUV, del inglés *eXtended UV*) y estaban presentes en una fracción no despreciable de las galaxias de tipo tardío (S0-Sm) del Universo Local (mayor del 10% y posiblemente hasta un 30%; Thilker et al. 2007b).

A pesar de que el estudio de los discos UV está todavía empezando -únicamente los discos XUV de NGC4625 y M83 han sido estudiados en detalle; Thilker et al. (2005) y Gil de Paz et al. (2005)- sabemos ya que estos discos son muy ricos en gas neutro y presentan una intensa actividad de formación estelar dominada por cúmulos de baja masa ( $10^3$ - $10^4 M_{\odot}$ ) con abundancias de oxígeno de aproximadamente 1/10 la abundancia solar (Gil de Paz et al. 2007).

La primera pregunta que surge al respecto de estos objetos es si este fenómeno de emisión UV extensa es algo que ha ocurrido por primera vez en la historia evolutiva de estas galaxias. En la mayor parte de los casos imágenes profundas en el óptico e infrarrojo obtenidas indican la existencia de una población estelar previa en estos discos (ver, por ejemplo, Dong et al. 2008). Existen dos posibles alternativas a la historia de formación de dicha población subyacente en estos discos: (1) Dicha población estelar evolucionada pudo formarse de un modo continuo. De ser así la emisión XUV denotaría un episodio de formación estelar mayor que el promedio en el pasado lo que podría estar causado, por ejemplo, por la interacción con una galaxia compañera masiva. Otra posible alternativa (2) es que estos discos se hubiesen formado mediante una serie de episodios separados en el tiempo, de los que la emisión UV extensa es testimonio del más reciente (y quizás uno de los más intensos) de ellos. La mejor forma de distinguir entre estos dos escenarios es comparar su nivel de formación estelar actual con aquel predicho por los modelos de evolución de discos para galaxias con las propiedades, tanto estructurales como de brillo superficial o color, en bandas óptico-infrarrojas.

Como ya se apuntó en Gil de Paz et al. (2007) y Thilker et al. (2007), debido a lo débil de dicha población estelar evolucionada algunos de estos discos XUV recuerdan en sus propiedades morfológicas y colores a los discos de galaxias de bajo brillo superficial en el óptico (LSB, del inglés *Low Surface Brightness*). La similitud entre las galaxias con disco XUV y las galaxias LSB va más allá pues, como mostró Boissier et al. (2008), la luz ultravioleta en galaxias LSB se extiende significativamente más con respecto a la emisión en el óptico que en galaxias de alto brillo superficial. De hecho, el grado de solape entre galaxias con disco XUV y galaxias LSBs es suficiente como para que recientemente se hayan planteado búsquedas de galaxias LSB en base a sus propiedades UV (e.g. Thilker et al. 2010).

Particularmente importante dentro del estudio de las galaxias LSB es el estudio de aquellas más masivas (mLSB, del inglés *Massive Low Surface Brightness*). Este tipo de galaxias se definen por tener valores de brillo superficial central típicos de una LSB,  $\mu_B \geq 23.0 \text{ mag/arcsec}^2$  (unos  $3\sigma$  el valor de Freeman,  $21.65 \pm 0.65 \text{ mag/arcsec}^2$ ) pero contar además con valores aproximados de luminosidad y masa tales que,  $M_B < -18$  y  $M_{HI} > 10^9 M_\odot$  (O'Neil 2008; O'Neil et al. 2007). Su estudio dio un gran paso con el catálogo desarrollado por O'Neil et al. (2004) en el que se recogen 257 galaxias observadas en la línea de 21 cm candidatos a mLSB, siendo 20 de ellas catalogadas como muy masivas ( $M_{HI} > 10^{10.2} M_\odot$ ). Este trabajo venía a completar otros acerca de LSB y mLSBs como los de Sprayberry et al. (1995) y McGaugh & Bothum (1994).

En estos sistemas se ha detectado la presencia de gas molecular. Poseen estos objetos además cocientes masa-luminosidad mayores que su contrapartidas de alto brillo superficial (HSB, del inglés *High Surface Brightness*) (O'Neil et al. 2004) y son sistemas típicamente dominados dinámicamente por masa oscura. Los datos de espectroscopía muestran que son objetos de baja metalicidad, lo que se asocia a que están menos evolucionados que sus contrapartidas de alto brillo superficial (Kuzio de Narray et al. 2004; Gerritsen & de Blok 1999). Por encima de todo esto hay una pregunta sin resolver: ¿Cómo es posible que dadas las bajas densidades superficiales de gas en estos objetos puedan albergar formación estelar en época presente? En este sentido, el estudio de este tipo de galaxias en el rango UV puede suponer un gran avance pues es sensible a incluso pequeñas cantidades de formación estelar. Se ha comprobado que la cantidad total de gas H $\alpha$  que no contiene regiones HII (gas difuso) comparada con la cantidad total de emisión H $\alpha$  dentro de la galaxia es particularmente alto en las mLSB. Como la SFR global es similar a las de alto brillo superficial (O'Neil et al. 2007), debe haber una parte importante de la emisión del gas ionizado que proviene de formación estelar externa a regiones HII relativamente bien definidas o que no está asociada a formación estelar en absoluto (ionización por choques, rayos cósmicos del medio intergaláctico, etc.).

En general, llevar a cabo el estudio detallado de alguno de estos objetos (idealmente de los más cercanos) debería ayudar a resolver el problema de la historia de formación estelar en estos objetos tan extremos en sus propiedades.

## 2.2. Proyecto CAHA-XUV

Este trabajo se engloba dentro del proyecto CAHA-XUV<sup>†</sup>, en el que se pretende realizar un estudio multi-frecuencia de los discos XUV de todas aquellas galaxias identificadas como tales en el *Atlas GALEX de galaxias cercanas* publicado en Gil de Paz et al. (2007) y que son visibles desde el observatorio de Calar Alto (Almería). Hasta la fecha de finalización de este trabajo se ha disfrutado

---

<sup>†</sup><http://astro-sfg.fis.ucm.es/ciencia/local/caha-xuv/>

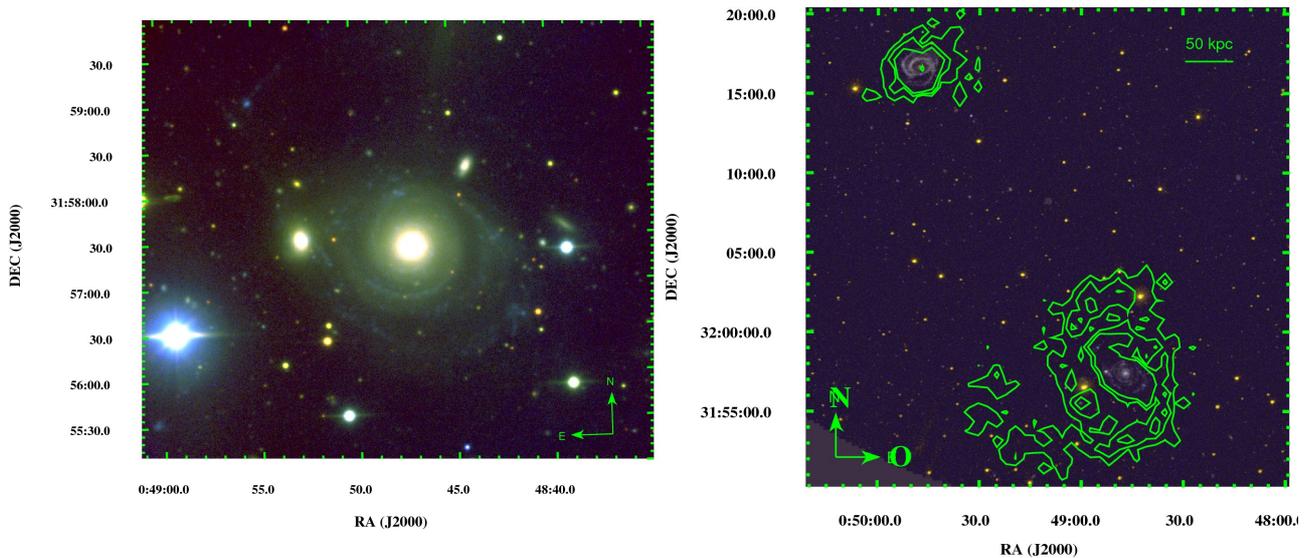


Figura 1: Imágenes compuestas RGB de falso color de NGC0262. Izquierda: Imagen *CAHA*;  $R = I_{BB}$ ;  $G = H\alpha$ ;  $B = U_{BB}$ . Derecha: Imagen *GALEX*  $R = NUV$ ;  $G = 0.2 \times NUV + 0.8 \times FUV$ ;  $B = FUV$  (composición según la normalización  $\text{arcsinh}$ , Lupton et al. 2004). Contornos de la línea de 21 cm de H I de la exploración *WHISP* superpuestos ( $0.3, 1$  y  $2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ ). El nivel  $3\sigma$  de este mapa es  $0.2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ . NGC0266 se aprecia en la esquina NE de la imagen.

de un total de 5 períodos de observación, el último en Nov. 12-16 de 2009, todos ellos en el telescopio de 2.2 m con el instrumento BUSCA (ver más detalles en la Sección 4.1.). Durante estos períodos se contó con un total de 37 noches concedidas (15 noches despejadas, 5 de ellas fotométricas, y 17 noches nubladas). Se cuenta además con un último período de observación en Abril 13-18 de 2010.

El objetivo de este trabajo es llevar a cabo un estudio detallado de la historia de formación estelar pasada y propiedades de formación estelar actual (SFR, función de luminosidad de regiones HII, etc.) de una galaxia con disco XUV que es además (nuestro trabajo así lo demuestra) la galaxia mLSB más cercana que se conoce. En la Sección 2.2 describimos el proyecto CAHA-XUV dentro el cual se engloban las observaciones que aquí se presentan. A continuación, Sección 3., describimos las principales propiedades de la galaxia NGC0262 objeto de nuestro estudio, para seguir con las observaciones y procedimiento de reducción (Sección 4.). El análisis se presenta en las secciones 5. y 6. y la discusión y conclusiones en las Secciones 7. y 8., respectivamente.

### 3. El caso de NGC 0262

NGC 0262 (Mrk 348) está clasificada como galaxia Seyfert 2 y pertenece al cúmulo pobre de galaxias LGG 14 (18 galaxias de acuerdo a García 1993 y un total de 41 objetos según la base de datos LEDA). Esta galaxia ha sido objeto de estudio en múltiples ocasiones en todo el espectro electromagnético (Tovmassian & Terzian 1974, Gil de Paz et al. 2007, Stoklasová et al. 2009, entre otros), principalmente por su núcleo activo. Está orientada de cara y observaciones en la línea de 21 cm muestran que la emisión en hidrógeno neutro se extiende hasta una distancia de  $\sim 300$  kpc del centro (Noordermeer et al. 2005). Estos mismos datos sugieren que ha existido interacción en el pasado con NGC0266 (UGC 508), situada a 23' al NE (Heckman 1982, Hibbard et al. 2001). Aparte de por su actividad nuclear, NGC0262 ha ganado importancia en época reciente por ser una galaxia que, por sus características -color y tamaño de la emisión UV-, posee un Disco Ultravioleta Extenso (Gil de Paz et al. 2007; Thilker et al. 2007). Como discutiremos en este trabajo nuestros resultados muestran que NGC 0262 es además la galaxia masiva de bajo brillo superficial (mLSB) más cercana

conocida (junto con UGC5009 y UGC12021; ver sección de Discusión §7.1.). Es por esto que NGC0262 nos ofrece una gran oportunidad de estudiar la historia de la formación estelar en un ejemplo cercano de disco mLSB con una buena resolución espacial y profundidad y estudiar así la relación entre estos objetos y los discos XUV.

Se presenta en este trabajo un análisis multi-frecuencia fotométrico de NGC0262 hasta distancias  $>4 \times D_{25}$ .

ID <sup>a</sup>	RA (J2000) <sup>a</sup>	Dec (J2000) <sup>a</sup>	Tipo <sup>a</sup>	D (Mpc) <sup>b</sup>	m <sub>B</sub> (mag) <sup>c</sup>	m <sub>FUV</sub> (mag) <sup>d</sup>	log D <sub>25</sub> (0.1') <sup>e</sup>	v (km/s) <sup>f</sup>
NGC 262	00h 48 m 47.1s	+31° 57' 25"	SA(s)0/a: Sy2	63.9	13.38	16.70 ± 0.01	1.07 ± 0.05	4507 ± 4 <sup>1</sup>
Mrk 348								4534 <sup>2</sup>
UGC 499								

Tabla 1: Algunas propiedades generales de NGC0262 seleccionadas de la literatura. <sup>a</sup> Nombre, , Ascensión Recta, Declinación referidos a J2000 y Tipo Morfológico. Valores todos ellos obtenidos de la base de datos NED. <sup>b</sup> Distancia Galactocéntrica con  $H_0 = 73.0 \pm 5$  km/s/Mpc (NED). El correspondiente módulo de distancia es  $34.03 \pm 0.15$  y la escala de placa galactocéntrica 0.310 kpc/arcsec (NED). <sup>c</sup> Magnitud total referida a Vega en la banda *B* (Cardamone et al. 2007). <sup>d</sup> Magnitud total en la banda *FUV* en AB (Gil de Paz et al. 2007) <sup>e</sup> log del diámetro aparente en unidades de 0.1 arcmin, obtenido de la base de datos LEDA. <sup>f</sup> Velocidad sistémica heliocéntrica: <sup>1</sup> a partir de medidas en la línea de 21 cm llevadas a cabo dentro de la exploración de Bottinelli et al. (1990). <sup>2</sup> Ídem de la exploración WHISP (Noordermeer et al. 2005).

## 4. Observaciones y reducción

### 4.1. Observaciones

La identificación de NGC0262 como un disco XUV fue llevada a cabo gracias a imágenes obtenidas por el satélite *GALEX* (NASA) en las bandas del ultravioleta lejano y cercano (*FUV* y *NUV*) con longitudes de onda y anchuras efectivas,  $\lambda_{\text{eff}}$  ( $\Delta\lambda$ ), de 1516 (269) Å y 2267 (616) Å simultáneamente el 7 de Octubre del 2003. El tiempo de exposición total fue de 1161 s. La resolución espacial obtenida fue FWHM  $\sim 4.5$  arcsec.

Más adelante, y como elemento fundamental para el trabajo presentado aquí, se tomaron imágenes profundas desde Tierra en en las bandas *U*, *R*, *H $\alpha$*  e *I* en Calar Alto (Almería, España) el 9 de Julio del 2007 con el telescopio de 2.2m y el instrumento *BUSCA*. Así mismo se hizo uso de observaciones de la línea de 21 cm de hidrógeno neutro que se tomaron de la base de datos NED y que pertenecen a la exploración WHISP (Kamphuis et al. 1996; Swaters et al. 2002; Noordermeer et al. 2005 ; <http://www.astro.rug.nl/~whisp/>). La resolución espacial del mapa de HI es de 11.1 arcsec. Por último, se utilizaron las imágenes de IRAC (Spitzer; Fazio et al. 2004; Werner et al. 2004) de 3.6 y 4.5  $\mu\text{m}$  pertenecientes al programa “*Infrared SEDs of Seyfert Galaxies: Starbursts and the Nature of the Obscuring Medium*”, ambas con una FWHM de la PSF de 1.7 arcsec.

La primera parte del trabajo consistió en reducir las imágenes ópticas tomadas en el año 2007 desde el Observatorio Hispano-Alemán (CAHA) en Calar Alto usando el instrumento *BUSCA*. Este instrumento permite obtener imágenes ópticas en 4 canales simultáneamente a través de 4 filtros diferentes pero del mismo grosor (configuración parafocal). Los filtros utilizados se agruparon en dos configuraciones "ancha" y "estrecha" (*BB* y *NB* respectivamente). Los tiempos de exposición fueron  $3 \times 900\text{s}$  en configuración *BB* y  $6 \times 1200\text{s} + 1 \times 650\text{s}$  en configuración *NB*. El *seeing* de las imágenes en los filtros *U/R/H $\alpha$ /I* en términos de la FWHM de la PSF oscilaron entre 1.6/1.8/1.2/1.4

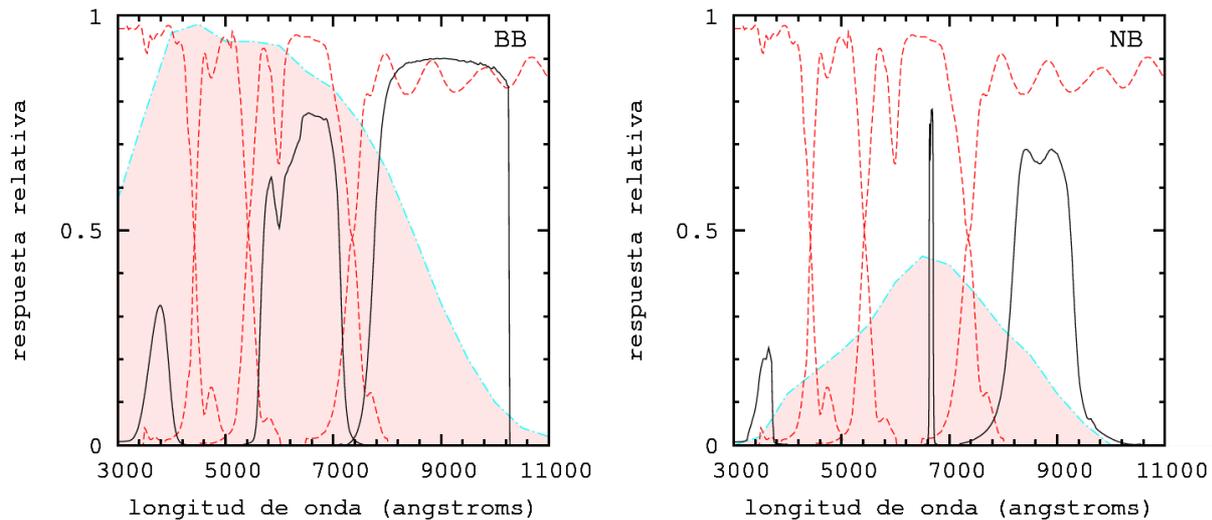


Figura 2: Curva de transmisión de los filtros utilizados en curva negra continua, junto con la curva de eficiencia de los dicróicos en rojo con trazo discontinuo y la curva de respuesta del detector sobre el área sombreada. La respuesta final del sistema óptico será la convolución de las tres quedando un sistema de filtros similar al de Johnson. Izquierda: filtros  $U$ ,  $R$  e  $I$  en configuración BB; derecha: filtros  $U$ ,  $H\alpha$  e  $I$  en configuración NB.

y  $2.3/2.1/1.9/2.5$  arcsec, mientras que la imagen combinada para cada una de estas bandas dio un seeing de  $2.2/1.9/2.0/2.0$  arcsec.

Los 4 canales (llamados  $a$ ,  $b$ ,  $c$  y  $d$  ó  $uv$ ,  $g$ ,  $r$  e  $i$  respectivamente) tienen cada uno un detector asociado, cuyas sensibilidades tratan de cubrir el rango ultravioleta-cercano, visible e infrarrojo-cercano. Las configuraciones posibles con los distintos filtros no son del todo libres, pues la distancia focal en cada una de ellas es única, por lo que el grosor de los cuatro filtros utilizados debe también ser el mismo si se quieren utilizar los cuatro detectores simultáneamente. Por ello, las configuraciones posibles están limitadas a la gama de filtros que se dispone en el observatorio. Los filtros de interés son el  $U$ ,  $I$ ,  $R$  y  $H\alpha$  (ver figura 2), como se verá más adelante. Para entender el rendimiento final del sistema hay que tener en cuenta el sistema de dicróicos (*beam-splitter*) que separan y desvían los rayos de luz hacia cada uno de los detectores. La curva de la respuesta relativa de los dicróicos se muestra también en la Figura 2. Las longitudes y anchuras efectivas de las configuraciones BB y NB se muestran en la tabla 2. Para más información y especificaciones técnicas visitar la página <http://www.caha.es/guijarro/BUSCA/caracter.html>

BUSCA cuenta con tres CCD #485 Lockheed Martin de  $4096 \times 4096$  píxeles con iluminación delantera o frontal (*forward illuminated*) para los canales  $g$ ,  $r$  e  $i$  y un Lockheed Martin delgado iluminado desde atrás (*backward illuminated*) para el canal  $uv$ . Aunque el detector cuenta con un tamaño de  $4096 \times 4096$  píxeles, el campo de visión dado por telescopio más detector se ve reducido en la práctica debido al tamaño de los filtros, que no cubrían todo el campo disponible sobre el CCD. Una vez montados estos filtros (circulares), las imágenes quedan con un tamaño efectivo de 5 arcmin de radio. La escala de placa original era de 0.176 arcsec por píxel. Con un seeing de aproximadamente 1 arcsec, las imágenes se tomaron con una agrupamiento (*binning*) de  $2 \times 2$  píxeles (para una escala final de 0.35 arcsec por píxel). No se utilizaron los datos del filtro  $g$ , pues el detector presentaba problemas de transferencia de carga.

Configuración BB			
ID. configuración / canal	Nombre filtro	$\lambda_{cf}$ (Å)	FWHM (Å)
BB / a	Johnson U	3660	520
BB / b	Gunn g	4925	540
BB / c	Roeser R2	6550	1500
BB / d	Johnson I	8500	1500
Configuración NB			
NB / a	Strömgren u	3528	405
NB / b	[OIII]	5066	104
NB / c	H $\alpha$ _cont	6667	76
NB / d	I-1	8730	1165

Tabla 2: Todos los filtros tienen 50.0 mm de diámetro excepto el NB del canal d (filtro I-1), de 42.0 mm

Las observaciones desde Calar Alto se dividieron en dos noches incluidas en la campaña del semestre 2007b del proyecto CAHA-XUV: 5 de Julio del 2007, noche fotométrica y 6 de Julio del 2007, noche en la que se tomaron imágenes profundas bajo condiciones de buena transparencia pero no fotométricas. Esta estrategia permite optimizar las escasas noches fotométricas disponibles. Esta misma estrategia se utilizó de forma satisfactoria en Gil de Paz et al. (2003) y es especialmente apropiado para observatorios donde el número de noches fotométricas no es muy elevado (CAHA, KPNO, Palomar).

En la primera noche de observación se tomaron estándares fotométricas de Landolt (1992; 2009) y espectro-fotométricas de Oke (1990) (ver tabla 3). Los campos se escogieron para que su identificación y posterior análisis fueran sencillos y nos centramos, en el caso de la estándares fotométricas de Landolt, en campos SA (*Selected Areas*), donde suele haber un pequeño número de estrellas en cada uno (5-10) bien separadas y fácilmente identificables. Se cubría así un rango en de 15 a 12 magnitudes en V y de 0.1 a 0.3 magnitudes en color (B-V) aproximadamente. Los valores de masa de aire variaron entre 1.07 y 2.10 con el objetivo de conseguir un resultado fiable en la calibración. Estas observaciones permitieron realizar un ajuste a la recta de Bouger incluyendo el término de color.

Nombre filtro	Nº de ptos.	k (mag/AM)	ZP (mag)	Término de color	Desv std (mag)
U	24	0.688	20.992	0.070 (U - R)	0.0479
R	28	0.262	22.228	0.027 (R - I)	0.0375
I	28	0.219	21.476	0.283 (R - I)	0.0469
U (NB)	31	0.755	20.603	-0.043 (U - R)	0.0642
I (NB)	39	0.227	20.385	0.257 (R - I)	0.0405
H $\alpha$	8	0.300	19.424	-	0.0341

Tabla 3: Resumen de los resultados obtenidos en el ajuste de la *recta de Bouger* para los seis filtros.

Los valores obtenidos son suficientemente precisos, teniendo incertidumbres medias (rms) del orden de 0.04 mag. Sólo en el caso del filtro  $U$  de la configuración NB el error alcanza las 0.06 mag.

#### 4.2. Reducción

En las dos noches de observación se tomaron imágenes de *bias* durante el día y tras el amanecer del día siguiente. También se aprovecharon las horas de Sol para realizar las exposiciones uniformes (*flats*) de cúpula y cielo. Un punto a tener en cuenta en la optimización del tiempo de calibración es que el tiempo de exposición adecuado para uno de los canales no lo era para los otros tres, debido a la existencia de importantes diferencias en la eficiencia del sistema entre los diferentes canales y los diferentes colores del cielo y de la lámpara de calibración para los *flats* de cúpula. La clasificación final de las imágenes óptimas para cada filtro se realizó en un análisis previo a la reducción.

La reducción de las imágenes para su posterior análisis se realizó de forma estándar con IRAF<sup>†</sup>. Se utilizaron 62+40 imágenes de *bias* entre ambos días de observación. Tras el análisis previo, se examinaron las imágenes de objeto, para situar las zonas de *overscan*, distintas para cada detector, a saber: de columna, fila o ambos. Con ello se seleccionó la zona "limpia" o *trimsec*. Los *bias* se usaron en combinación con las zonas de *overscan*, para eliminar simultáneamente el escalón de cero de las imágenes píxel a píxel (imágenes de *bias*) y la posible variación en su nivel, tanto global como espacialmente, para cada imagen individual (zona de *overscan*).

Los *flat* de cúpula, clasificados previamente, corregidos de *bias* y *overscan* y combinados según los filtros, se utilizaron para corregir la respuesta píxel a píxel (respuesta a alta frecuencia) de cada detector. Finalmente, los *flats* de cielo se utilizaron para corregir del gradiente residual (debido a posibles efectos de iluminación en el *flat* de cúpula) presente en las imágenes procesadas.

No fue necesario el uso de máscaras de píxeles defectuosos, pues en las imágenes de ciencia se contaba con suficiente número de exposiciones (desplazadas ligeramente, en lo que se conoce como

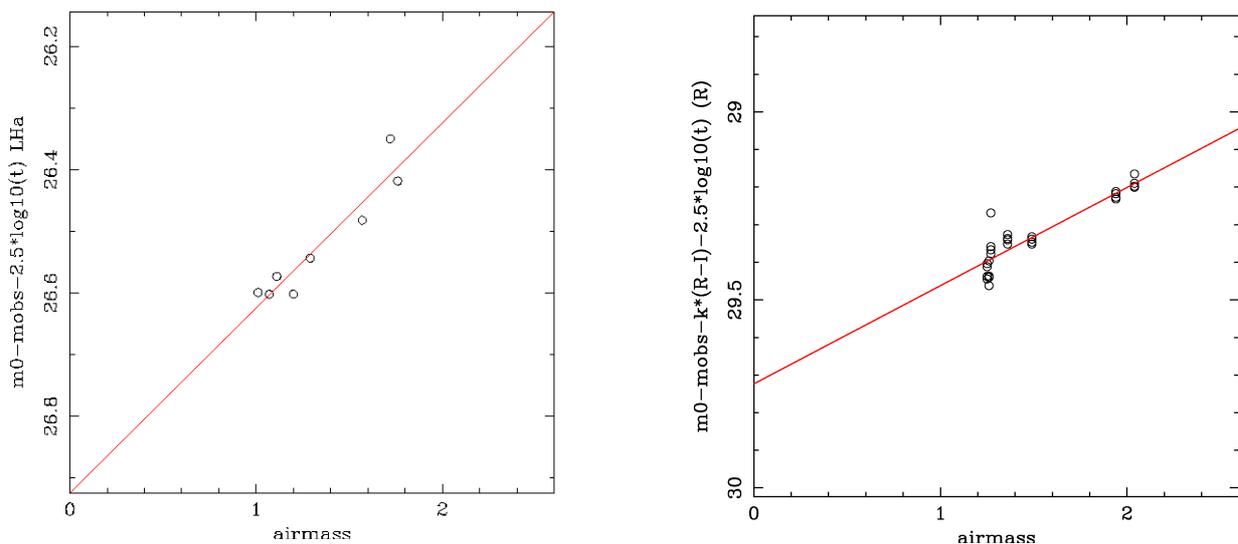


Figura 3: Izquierda: Ajuste recta de Bouguer para  $H\alpha$  usando datos de observaciones de estándares espectrofotométricas de Oke (1990). Derecha: Mismo ajuste para el filtro R en configuración BB usando estándares fotométricas de Landolt (2009). Ver tabla 3. La calibración se realizó según el sistema Johnson-Kron-Cousins definido en Bessel (1990).

<sup>†</sup> La distribución de IRAF la hace posible el *National Optical Astronomy Observatory* (NOAO), que trabaja en colaboración con la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, bajo acuerdo cooperativo con el *National Science Foundation*.

estrategia de *dithering*) para eliminar éstos y los rayos cósmicos. En la noche fotométrica, donde típicamente se disponía sólo de una imagen por banda, se prefirió enmascarar todos estos píxeles calientes/defectuosos interactivamente en un análisis posterior, usando una sola imagen para perder el mínimo de información posible y conseguir un escalado de las imágenes profundas con incertidumbres aceptables.

La cosmética de las imágenes finales no era todo lo buena que se esperaba inicialmente, pues aparte de algún defecto del detector o del filtro y del problema de transferencia de carga del detector del canal *b* (ver figura 2-izda.), nos encontramos con que no toda el área abarcada por el filtro circular era aprovechable en la imagen. Debido a la posición en el sistema óptico y el grosor de los filtros, se formaban reflejos que se traducían en zonas sobrepuestas en formas de cuartos de luna. Estos reflejos no afectaban a la imagen de nuestro objeto de estudio o de las estrellas de calibración, pero impedían el uso de algunas de las estrellas de campo más alejadas del centro ante la posibilidad de introducir posibles distorsiones geométricas y errores en sus valores de flujo. Otro problema presente en alguna de las imágenes fue la presencia de un reflejo provocado por una estrella muy brillante situada en el campo cerca del borde externo del filtro. Ésta si llegaba a afectar levemente parte de la galaxia en los filtros H $\alpha$  e *I*.

Los comandos IRAF específicos usados en este proceso de reducción (`ccdproc`, `zerocombine`, `flatcombine` y `mkskycor`) forman parte del paquete `noao.imred.ccdred`. Se usaron además comandos genéricos tales como `imarith` y `hedit` entre otros.

La astrometría en las imágenes obtenidas con BUSCA se llevó a cabo con las tareas IRAF `starfind`, `ccxymatch`, `ccmap` y `ccsetwcs`. Se hizo uso del catálogo USNO-B1. Nos ayudamos de la herramienta ALADIN para la localización de una pocas estrellas de campo de referencia con las que efectuar la correlación cruzada con el catálogo USNO-B1 completo. El *rms* obtenido en la calibración astrométrica no superó en ningún caso los 0.2". Finalmente se tomó como referencia la imagen profunda promediada del filtro *I-I* en configuración ancha, en la que se suelen reconocer un mayor número estrellas de campo, para alinear el resto de imágenes. Para esto último usamos la tarea `wregister`.

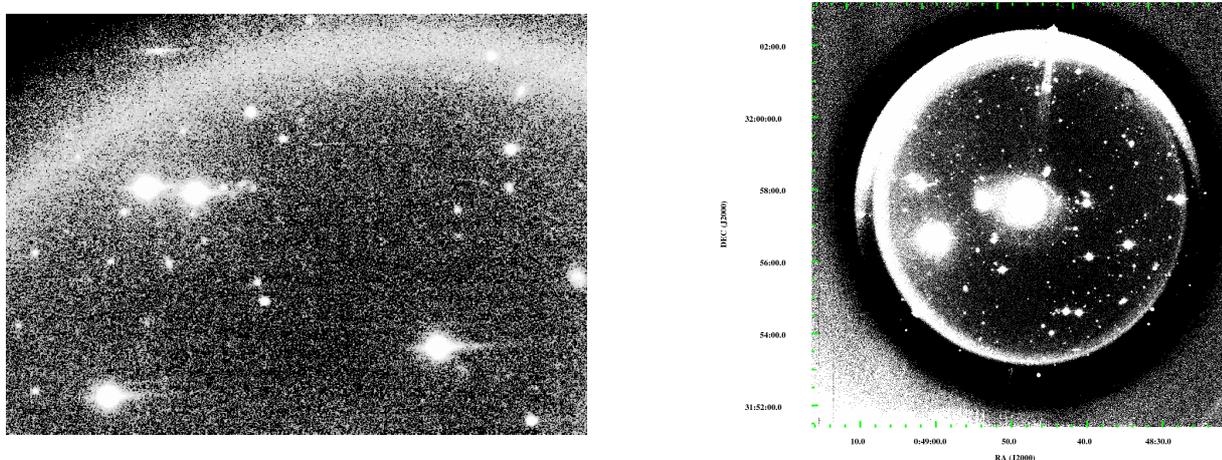


Figura 4: Detalles de las imágenes. Izquierda: detalle del efecto de corrimiento en una imagen profunda en el filtro *g*, configuración ancha. Derecha: Imagen profunda en el filtro *I*, configuración ancha. Nótese los bordes y el reflejo que se aprecia en la zona superior de la imagen. Se ha exagerado el contraste para mostrar mejor alguno de los defectos de las imágenes señalados en §4.2.

### 4.3. Calibración en flujo y sustracción del continuo

La obtención de la imagen  $H\alpha$  pura, sin continuo, se llevó a cabo de modo estándar a partir de las imágenes en configuración ancha y estrecha (ver el apéndice de Gil de Paz et al. 2005). Se supuso que las estrellas de campo no tienen emisión de línea a la longitud de onda del filtro estrecho. De este modo, para los flujos de las estrellas de campo podemos escribir los flujos observados en los filtros R y  $H\alpha$  así:

$$\begin{aligned} f_{NB} &= g_{NB} \times FWHM_{NB} f_{cont, \lambda} \\ f_{BB} &= g_{BB} \times FWHM_{BB} f_{cont, \lambda} \end{aligned}$$

Donde  $g$  es la ganancia y  $FWHM$  es la anchura a media altura de la respuesta del sistema detector + filtro en cada configuración. Entonces, podemos hallar el factor  $(\beta \times \gamma) = \frac{f_{NB}}{f_{BB}}$  sin más que medir el flujo en las estrellas de fondo, usando por ejemplo, la tarea `starfind` de IRAF. En nuestro caso, para las noches “fotométrica” y “profunda”:

$$(\beta \times \gamma)_1 = 0.1066 \pm 0.0092 \quad \text{y} \quad (\beta \times \gamma)_2 = 0.0943 \pm 0.0078 \quad .$$

Ahora se obtiene la imagen de  $H\alpha$  pura según

$$imagen_{H\alpha \text{ pura}} = imagen_{H\alpha} - \beta \gamma imagen_R$$

Para la calibración en flujo de  $H\alpha$  pura debemos tener en cuenta la contribución del doblete  $[NII]\lambda\lambda 6548,6584$  a fin obtener el flujo únicamente de  $H\alpha$  y el valor específico de la respuesta del sistema a la longitud de onda de la línea  $H\alpha$ . Para más detalles sobre el método, se remite al lector a Gil de Paz et al. (2005). Después de utilizar los valores mostrados en la tabla 4, la calibración para la noche fotométrica resultante es:

$$fline_{g_{NB}} = 4.148E-18 \times (f_{NB} - \beta \gamma f_{BB}) [erg s^{-1} cm^{-2}]$$

Para la noche no fotométrica simplemente escalamos los flujos a ésta, teniendo en cuenta el error adicional introducido al hacer dicha calibración relativa.

$S_{NB,Ha}^a$	$S_{NB,[NII]6548}^b$	$S_{NB,[NII]6584}^c$	$FWHM_{NB}^d$
0.974	0.859	0.995	75.503
$\lambda_{eff,NB} (\text{\AA})^e$	$\beta \times \gamma^f$	$1/g_{BB} \beta \gamma \delta^f$	
6664.866	1.066	4.148	

Tabla 4: Cantidades necesarias para el cálculo del flujo de la línea  $H\alpha$  a partir de la imagen en filtro estrecho. <sup>a</sup> Respuesta del sistema óptico (*filtro+dicroicos*) en  $H\alpha$  en el filtro estrecho (a la longitud de onda efectiva, <sup>e</sup>) normalizada al pico de la curva respuesta del filtro. <sup>b</sup> y <sup>c</sup> Ídem para las líneas de emisión  $[NII]\lambda\lambda 6548,6584$  para su posterior sustracción. <sup>d</sup> Anchura a media altura de la respuesta del sistema óptico en la configuración NB. <sup>f</sup> Cantidades específicas del cálculo según Gil de Paz et al. (2005).

## 5. Análisis

### 5.1. Fotometría superficial

La fotometría superficial de NGC0262 se obtuvo en las bandas  $FUV$ ,  $NUV$ ,  $B$ ,  $R$ ,  $I$ ,  $H\alpha$  y en la línea de 21 cm de  $HI$  usando la tarea de IRAF `ellipse`, dentro del paquete `stdas.analysis.isophote`. La tarea `ellipse` se corrió en un primer momento con centro inicial  $00^h48^m47^s.1414 +31^\circ57'25''.085$  (J2000) (coordenadas de la galaxia en NED) y con los parámetros de elipticidad ( $e$ ), ángulo de posición (PA) y centro libres. El objetivo de este primer ajuste era obtener

una mejor posición para el centro de la galaxia, elipticidad y PA que aquéllos disponibles en la literatura. En el caso de las coordenadas centrales del objeto los resultados fueron tan similares a los dados en NED que se decidió mantener dicho centro como referencia para los siguientes ajustes. Los mejores valores para la elipticidad y PA fueron  $e=0.2253$  y  $PA=100.34^\circ$ , respectivamente. Nótese que éstos parámetros difieren de los dados en la bibliografía hasta ahora, pues no se tenía una imagen de la galaxia con la profundidad de la que aquí se presenta. El parámetro de máximo gradiente de error entre ajustes sucesivos de isofotas no se definió, con la idea de tratar de llegar lo más lejos posible en radio y desechar los datos a posteriori en base a su incertidumbre. Se enmascararon tanto las estrellas de campo cercanas a la galaxia como los píxeles calientes que se encontraban en las imágenes de la noche fotométrica, en la que se contaba sólo con una exposición. En los casos en que era necesario se interpolaba linealmente a partir de los valores del flujo en regiones adyacentes.

El paso entre isofotas fue de 1.4 arcsec (o 4 píxeles), aproximadamente el valor de la PSF media de las imágenes. Para los valores de intensidad por píxel se toma la mediana de la intensidad integrada en cada isofota, para ser coherentes con el cálculo del cielo, como se verá más adelante (Apéndice A, §10.1).

## 5.2. Modelos de evolución de discos

Los modelos utilizados para caracterizar las propiedades generales del disco de NGC0262 son los desarrollados por Boissier y Prantzos (2000) (BP00, en adelante). Éstos modelos predicen la evolución espectrofotométrica de las galaxias de disco en función de dos parámetros libres: la dependencia radial de la escala temporal de la caída de gas en el disco (*infall*),  $\tau(R)$ , y de la SFR. Además, BP00 calibraron los modelos con los datos disponibles de la Vía Láctea (MW, del inglés *Milky Way*). En términos generales, se trata de un modelo semianalítico que incluye las relaciones de escalado propias de la teoría de Materia Oscura Fría (CDM, del inglés *Cold Dark Matter*) en la formación de galaxias y supone que todas las galaxias empezaron a formar estrellas a la vez (al mismo desplazamiento al rojo), lo que permite reducir el problema al ajuste de dos parámetros: el espín (*spin*, en inglés),  $\lambda$ , y la velocidad de rotación circular máxima del disco (valor al que tiende de forma asintótica la curva de rotación),  $V_c$ . Éstos están relacionados con la densidad superficial en el centro ( $\Sigma_0$ ) y la escala radial del disco ( $R_d$ ). De forma aproximada se puede decir que incrementar el espín aumenta la longitud de escala radial, mientras que aumentar  $V_c$  genera discos más masivos, aunque ambos parámetros no son completamente independientes.

Esta red de modelos permite utilizar dos tipos diferentes de IMF, Kroupa et al. (1993) y Kroupa (2001), una SFR de tipo ley de Schmidt-Kennicutt (Kennicutt 1998). En estos modelos el disco queda dividido en anillos concéntricos que evolucionan cada uno por separado, pero cumpliendo las correspondientes ecuaciones integrodiferenciales de continuidad (modelo multizonal). La dependencia radial es tal, que predice de forma natural la formación de dentro hacia fuera del disco (*inside-out*) vista en simulaciones cosmológicas (e.g. Sánchez-Blázquez et al. 2009 y referencias allí citadas).

Finalmente estos modelos describen una evolución "suave" de los discos y reproducen satisfactoriamente las propiedades generales observadas en galaxias de disco de alto brillo superficial y algunas de bajo brillo superficial. Además, de estos modelos se deriva que las galaxias pequeñas, en general, forman la mayor parte de sus estrellas más tarde que las correspondientes más masivas (*down-sizing*; Cowie et al. 1996).

Los valores de entrada son los perfiles del disco de la galaxia en cuestión en las bandas del infrarrojo  $4.5\mu\text{m}$ ,  $3.6\mu\text{m}$ ; en las del óptico  $I$ ,  $R$  y  $U$ ; y en las del ultravioleta,  $NUV$  y  $FUV$ . Todas las magnitudes fueron escaladas a un mismo sistema, AB, corregidas de extinción por la Vía Láctea a partir de los datos tabulados en NED, extinción interna según el color ( $FUV - NUV$ ) (Boissier et al. 2007, Gil de Paz et al. 2007, Muñoz-Mateos et al. 2009) y de inclinación, con los datos de la elipticidad.

Los modelos se ajustaron a la parte más representativa del disco, entre 20 y 100 arcsec, es decir, a partir del radio de intersección entre el bulbo y el disco en la banda  $R$  (ver §6.1.),  $r_{\cap, R} \sim 20$  arcsec y hasta donde el conjunto de los datos mostraba incertidumbres excesivamente grandes ( $>1$  mag en la banda  $R$  y  $\gg 1$  mag en la banda  $I$ ). Teniendo en cuenta ésto, de las dos configuraciones posibles en las bandas  $U$  e  $I$ , se utilizaron las de la configuración NB en ambos casos, por ofrecer un perfil más profundo con menores barras de error en la zona de estudio (sobre todo en el caso de la banda  $I$ ).

Existen otros modelos de este tipo (llamados *backward models*) de características similares. Entre éstos se encuentra el de Jimenez et al. (1998), en el que está basado el aquí usado pero que no aplica un escalado a las propiedades de la Vía Láctea, y, por ejemplo, los de Mollá et al. (2005).

### 5.3. FOTOMETRÍA DE REGIONES H II

Para hacer la fotometría de regiones de formación estelar en esta galaxia se pueden utilizar diferentes programas. Los más utilizados a día de hoy son HIIphot (Thilker, Braun & Walterbos 2000) y Source Extractor (*SExtractor*; Bertin & Arnouts 1996). Se decidió usar *SExtractor* por ser de más fácil manejo que HIIphot. *SExtractor* está optimizado para la extracción de fuentes cercanas entre sí en las que no es fácil separar unas de otras. Permite hacer un catálogo completo pero con un análisis de errores demasiado simple. En la bibliografía es típico encontrar su uso dirigido a la extracción de fuentes lejanas en imágenes profundas de gran campo, sin entrar en detalles de su utilización. Se ha comprobado en este trabajo que aunque su uso es bastante intuitivo, puede ser también muy subjetivo, especialmente a la hora de determinar la separación (*deblending*) óptima de las fuentes y la correcta sustracción del cielo.

A continuación trataremos de hacer un resumen breve y conciso de los parámetros utilizados. En cursiva nos referimos a los valores de los parámetros:

Se utiliza la imagen  $H\alpha$  pura tomada en la segunda noche que aunque tiene un fondo algo más brillante que la de la primera noche, es más profunda en términos de su relación señal-ruido en el pico de cada región. En esta imagen el término de baja frecuencia del fondo de cielo en la imagen es importante. Por eso, a la hora de fijar la escala espacial para el muestreo del fondo, hay que llegar a un compromiso para poder “representar” tanto el gradiente a gran escala, como el residuo que deja el “reflejo” que atraviesa la galaxia para poder eliminarlo de la imagen de ciencia lo mejor posible. Si no se hace de forma cuidadosa, ésto podría dar lugar a una importante subestimación en número de fuentes y flujos totales. En la Figura 5(d) se muestran los resultados de la imagen de segmentación para el mejor compromiso entre los diferentes parámetros. Nótese, que en cualquier caso, se enmascaró el reflejo mostrado en la figura 5(a).

El paso previo por tanto, es especificar el muestreo del fondo. Ésto, es el tamaño de las cajas en que *SExtractor* halla una media<sup>†</sup>, en cuya imagen/mapa resultante se mide el fondo que es restado a cada medida de flujo en las aperturas correspondientes. Se especifica a través del campo

<sup>†</sup>La media ó ( $2.5 \times$  mediana -  $1.5 \times$  media) en el caso poblado por varios candidatos.

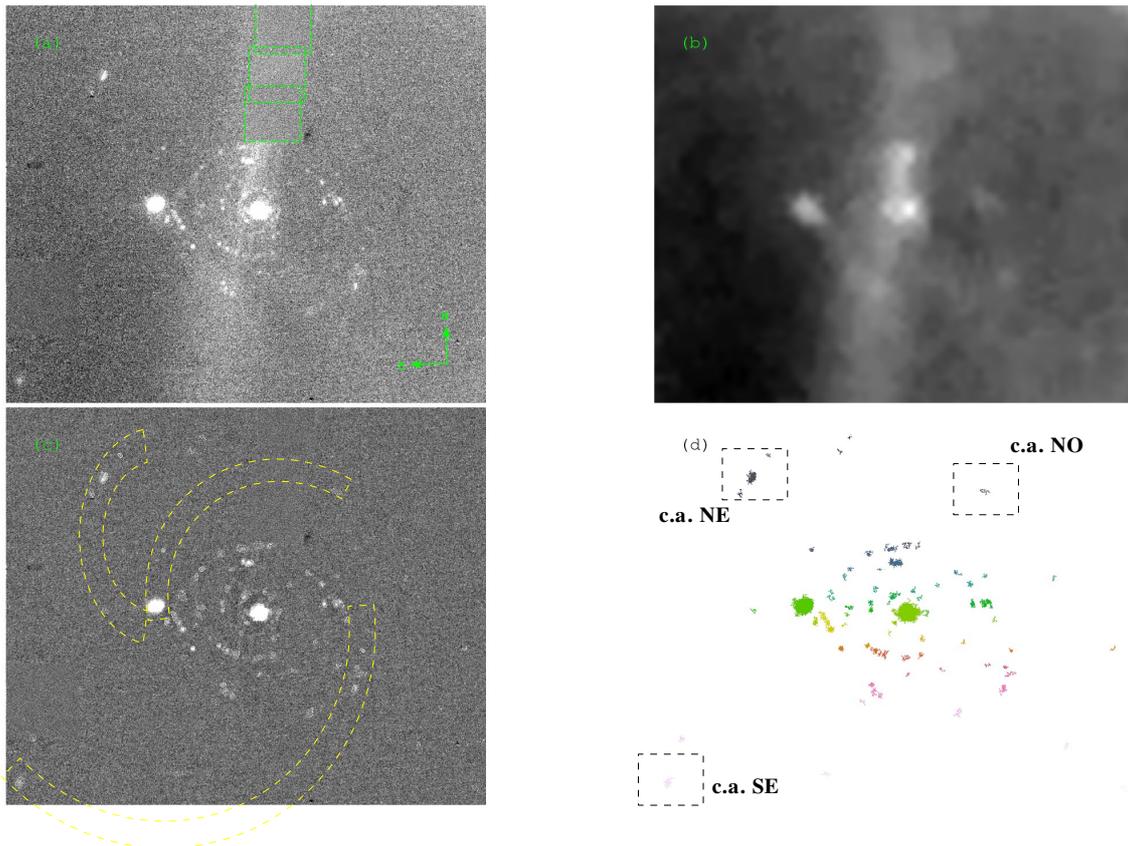


Figura 5: (a) Imagen de entrada para SExtractor en la que se ha enmascarado (cuadros discontinuos) el reflejo en la parte norte de NGC0262 con `imedit` de IRAF. Las otras tres imágenes son productos de salida de SExtractor: (b) Mapa de fondo. Los elementos que más contribuyen son el bulbo, la galaxia compañera y el reflejo. (c) Imagen de Aperturas utilizadas (con la imagen de fondo sustraída). Se añaden los brazos espirales que se aprecian en la imagen de HI de NGC0262. (d) Imagen de segmentación. Se han usado distintos colores para diferenciar cada uno de los candidatos obtenidos. Se encierran en un recuadro los cúmulos en los que terminarían los brazos antes señalados (ver tabla 9, del Apéndice B, §10.2.). Nótese que la presencia de estos cúmulos en los extremos de brazos extensos de gas neutro recuerdan a pequeñas galaxias enanas de marea (*tidal dwarfs*) en formación. Nuestros datos, sin embargo, no permiten concluir si realmente dichas condensaciones pueden dar lugar a objetos autogravitantes como sería el caso de la galaxias enanas de marea.

`BACK_SIZE` fijado a `15`, lo que es equivalente a usar cajas de  $15 \times 15$  píxeles, con un valor de suavizado `BACK_FILTERSIZE` igual a `3` (valor por defecto). Sirva como apunte que la configuración descrita no es equivalente a fijar `BACK_SIZE` a `45` con `BACK_FILTERSIZE` fijado a `1`. El aspecto resultante se puede ver en la figura 5(b). El mapa obtenido identifica claramente las desviaciones en el fondo dadas por el bulbo, la galaxia compañera y el reflejo, parcialmente enmascarado, que afecta mayormente a la parte Norte de la galaxia. No se ha utilizado imagen de pesos.

Tras haber sustraído la señal de fondo, el siguiente paso se refiere a los parámetros que determinan la selección de candidatos. Si en el archivo de configuración fijamos los siguientes valores `THRESH_TYPE ABSOLUTE`, `DETECT_MINAREA 30` y `DETECT_THRESH 1.1`, especificamos el umbral de flujo a un valor dado y un tamaño mínimo fijo, a saber: 1.1 cuentas y 30 píxeles. Consiguiendo así un umbral cercano al valor de  $\sigma$  del fondo ( $\sim 1$  cuenta) pero con el requisito de que lo superen al menos 30 píxeles pertenecientes al mismo objeto, eq. al área de una circunferencia de aproximadamente 1 arcsec de radio. Se obtiene un mapa/catálogo “limpio” (ver figura 5(c)): Quedan señaladas las fuentes de los brazos y las fuentes externas que esperamos

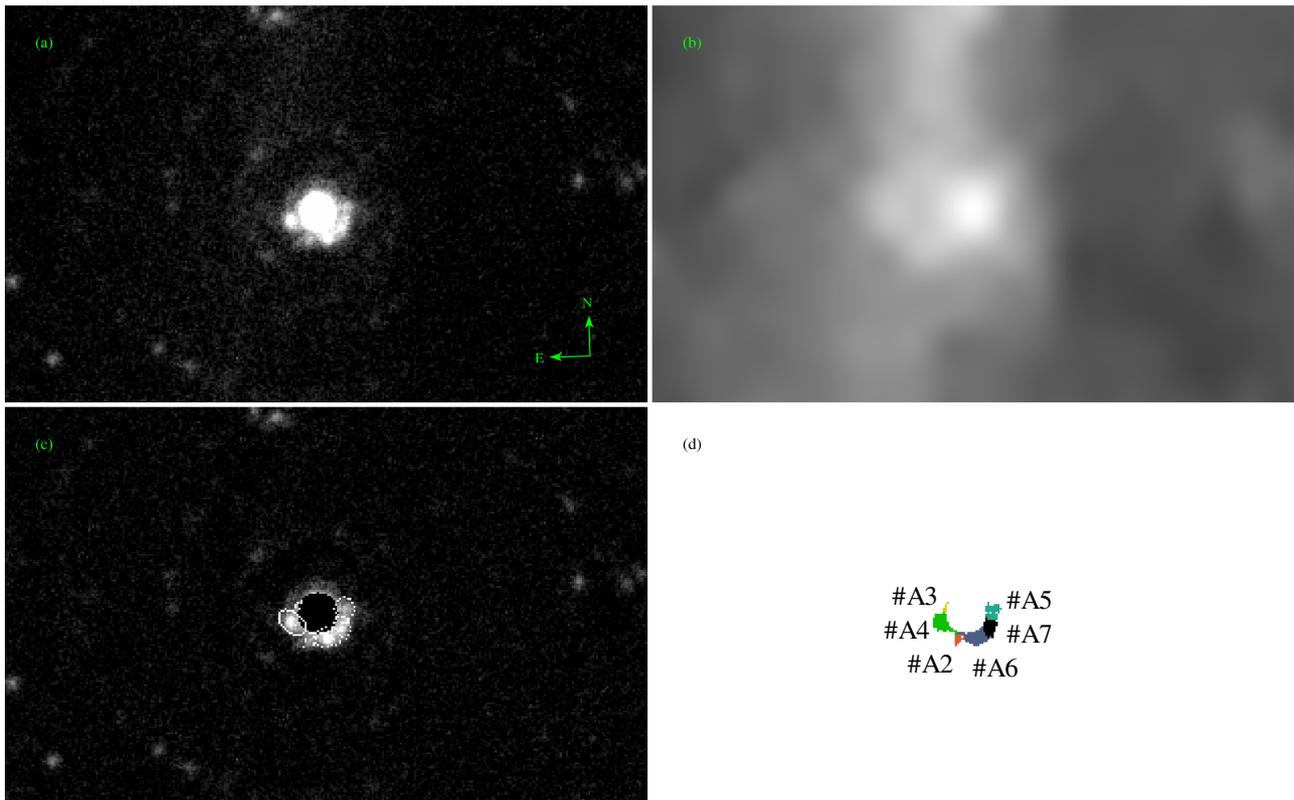


Figura 6: Detalle de las imágenes de entrada y salida de SExtractor para el anillo circunnuclear. Misma disposición que en la Figura 5. En (a) y (c) se han exagerado los contrastes para ver con más detalle los cúmulos circunnucleares, que son las partes más brillantes de la galaxia en  $H\alpha$  junto con el núcleo. (c) Para hacer fotometría se ha enmascarado el núcleo, facilitando así, el ajuste de las aperturas a los cúmulos sin incluir el núcleo. Por tanto, los flujos medidos suponen una subestimación de los flujos reales. En (d) se identifican las regiones del anillo (ver tabla 9).

encontrar, pero es poco sensible a las fuentes más pequeñas a fin de evitar la detección de fuentes espúreas. Ésto puede dar lugar a un “déficit” de cúmulos poco brillantes en la función de luminosidad (§6.3.).

Por último se debe especificar el nivel de segmentación (*deblending*). Éste es uno de los campos en los que más degeneración hay, existiendo como única referencia el aspecto de la imagen de aperturas resultante (Fig. 5(d)). Nosotros utilizamos `DEBLEND_NTHRESH 3`, `DEBLEND_MINCONT 0.060`. Al analizar en detalle al bulbo de la galaxia se encuentra emisión con cierta estructura en la imagen de  $H\alpha$  sin continuo. Ésta muestra forma de anillo circunnuclear (en adelante simplemente anillo) con unos 4.4 arcsec de radio ( $\sim 1.4$  kpc). De hecho en los perfiles de brillo hay un leve pico hacia 4.2 arcsec asociado a dicho anillo (§6.1.). Para hacer un estudio más detallado se utilizó de nuevo SExtractor.

Los principales campos modificados para este análisis son: `THRESH_TYPE ABSOLUTE`, `DETECT_MINAREA 10`, `DETECT_THRESH 10.`, `DEBLEND_NTHRESH 6`, `DEBLEND_MINCONT 0.00010`, `BACK_SIZE 15`, `PHOT_AUTOPARAMS 1,1.5`. Cuando se aplican estos valores para los parámetros únicamente se detectan (y separan entre sí) las fuentes del anillo circunnuclear (una vez enmascarado el núcleo) y la galaxia compañera. Ésto es debido al gran rango dinámico que muestra la emisión  $H\alpha$  en esta galaxia y, en particular, al alto nivel de cuentas que presentan las regiones que conforman el anillo comparadas con aquellas del disco de la galaxia (ver sección de Discusión, §7.4.).

Como el número de objetos a detectar es pequeño, son más fácilmente ajustables los valores de

los parámetros. En el caso del anillo se toma como área mínima de detección 10 píxeles por encima de un valor alto en cuentas: 10 ( $\sim 10\sigma$ ). El número de niveles de segmentación se ha tomado igual al número de cúmulos que se ven a simple vista: 6 (aunque uno de ellos no es válido) con un DEBLEND\_MINCOUNT DE  $10^{-4}$ , es decir, las regiones analizadas tienen flujos muy similares, lo que, al tratarse de datos en el filtro H $\alpha$  y dado su nivel similar de emisión en el continuo, indicaría una edad también muy similar entre ellos. Tanto es así, que aumentando el número de niveles en que se divide la señal (DEBLEND\_MINCOUNT) hasta 16 se obtiene aún el mismo número de regiones en el anillo.

De las 6 regiones obtenidas se desecha aquella con menor forma globular, pues se sospecha que es una extensión del núcleo que no fue enmascarada al elegir una máscara circular (por sencillez). No obstante, aunque la elección de los valores de cada uno de los campos puede dar lugar a candidatos dudosos, se pueden filtrar a posteriori en el catálogo obtenido gracias, por un lado a los propios valores de incertidumbre dados en el catálogo de salida y por otro, a las imágenes de chequeo.

## 6. RESULTADOS

### 6.1. Perfiles de brillo y descomposición bulbo-disco

Los perfiles de brillo superficial de las bandas *B* e *I* en configuraciones BB y NB, *R* y el perfil de flujo de la línea H $\alpha$  de NGC0262 se ajustaron usando la composición de dos perfiles prototipo: de Vaucouleurs  $R^{1/4}$  + exponencial, usando las siguientes funciones de modo simultáneo en un ajuste de tipo  $\chi^2$  en cada banda:

$$\Sigma^{Vac}(r) = \Sigma_{ef} e^{-7.667[(r/r_{ef})^{1/4} - 1]} \Leftrightarrow \mu^{Vac}(r) = \mu_{ef} + 8.327[(r/r_{ef})^{1/4} - 1]$$

$$\Sigma^{exp}(r) = \Sigma_0 e^{(r/\alpha)} \Leftrightarrow \mu^{exp}(r) = \mu_0 + 1.086(r/\alpha) \quad .$$

La primera de estas funciones nos sirve para parametrizar la zona interior de la galaxia, normalmente el bulbo de la misma, y la segunda para la zona exterior que corresponde al disco. Debido a la resolución con la que contamos desechamos la opción de ajustar a una estructura de doble disco para las partes internas (ver ejemplos de ello en Barth 2007 y O'Neil et al. 2007). Los ajustes se realizaron pesando con los errores fotométricos en cada punto de cada perfil. El resultado de los mejores ajustes junto con los perfiles observados se muestran en la figura 7 y los resultados de los parámetros de las funciones de ajuste en la tabla 5.

Banda	$\mu_{ef}$ (mag/arcsec <sup>2</sup> ) / /Línea $L_{H\alpha,ef}$ ( $\times 10^{41}$ erg/s/kpc <sup>2</sup> ) <sup>a</sup>	$r_{ef}$ <sup>b</sup> (arcsec)	$\mu_0$ (mag/arcsec <sup>2</sup> ) / $L_{H\alpha,0}$ ( $\times 10^{39}$ erg/s/kpc <sup>2</sup> ) <sup>c</sup>	$\alpha$ <sup>d</sup> (arcsec)	$\chi^2$ red <sup>e</sup>	Nº de puntos <sup>f</sup>	D/B <sup>h</sup>
U(BB)	24.80 $\pm$ 0.17	23.48 $\pm$ 2.3	(*)	(*)	0.71	26	-
U(NB)	22.52 $\pm$ 0.45	7.5 $\pm$ 2.0	22.83 $\pm$ 0.14	23.21 $\pm$ 0.83	0.97	66	2.0
I(BB)	21.955 $\pm$ 0.061	14.51 $\pm$ 0.68	23.54 $\pm$ 0.33	52.93 $\pm$ 17.55	0.33	80	0.9
I(NB)	19.280 $\pm$ 0.078	3.86 $\pm$ 0.16	21.428 $\pm$ 0.052	26.54 $\pm$ 0.85	0.07	85	1.8
R	22.27 $\pm$ 0.15	10.07 $\pm$ 0.88	23.083 $\pm$ 0.074	29.77 $\pm$ 0.57	0.05	101	1.2
H $\alpha$	2.34 $\pm$ 0.72	0.588 $\pm$ 0.075	1.94 $\pm$ 0.26	11.37 $\pm$ 1.07	1.01	25	0.9

Tabla 5: Resultados de los ajustes a los perfiles de brillo de NGC0262. <sup>a</sup> Brillo superficial efectivo de las partes internas de la galaxia (ajuste  $R^{1/4}$ ). <sup>b</sup> Longitud característica -radio efectivo- para las partes internas (ajuste  $R^{1/4}$ ). <sup>c</sup> Brillo superficial efectivo de las partes externas (ajuste exponencial). <sup>d</sup> Longitud característica -longitud de escala- del disco (ajuste exponencial). <sup>e</sup> Estimación del error cometido en el ajuste, raíz{suma de los residuos/NºgdI}. <sup>f</sup> Número de puntos utilizados. No se ha descartado ningún punto del perfil obtenido con ellipse. <sup>g</sup> Cociente Disco-Bulbo, calculado según la ec. (1) en § 6.1.. (\*) No se tienen datos suficientes para hacer el ajuste de la componente de disco.

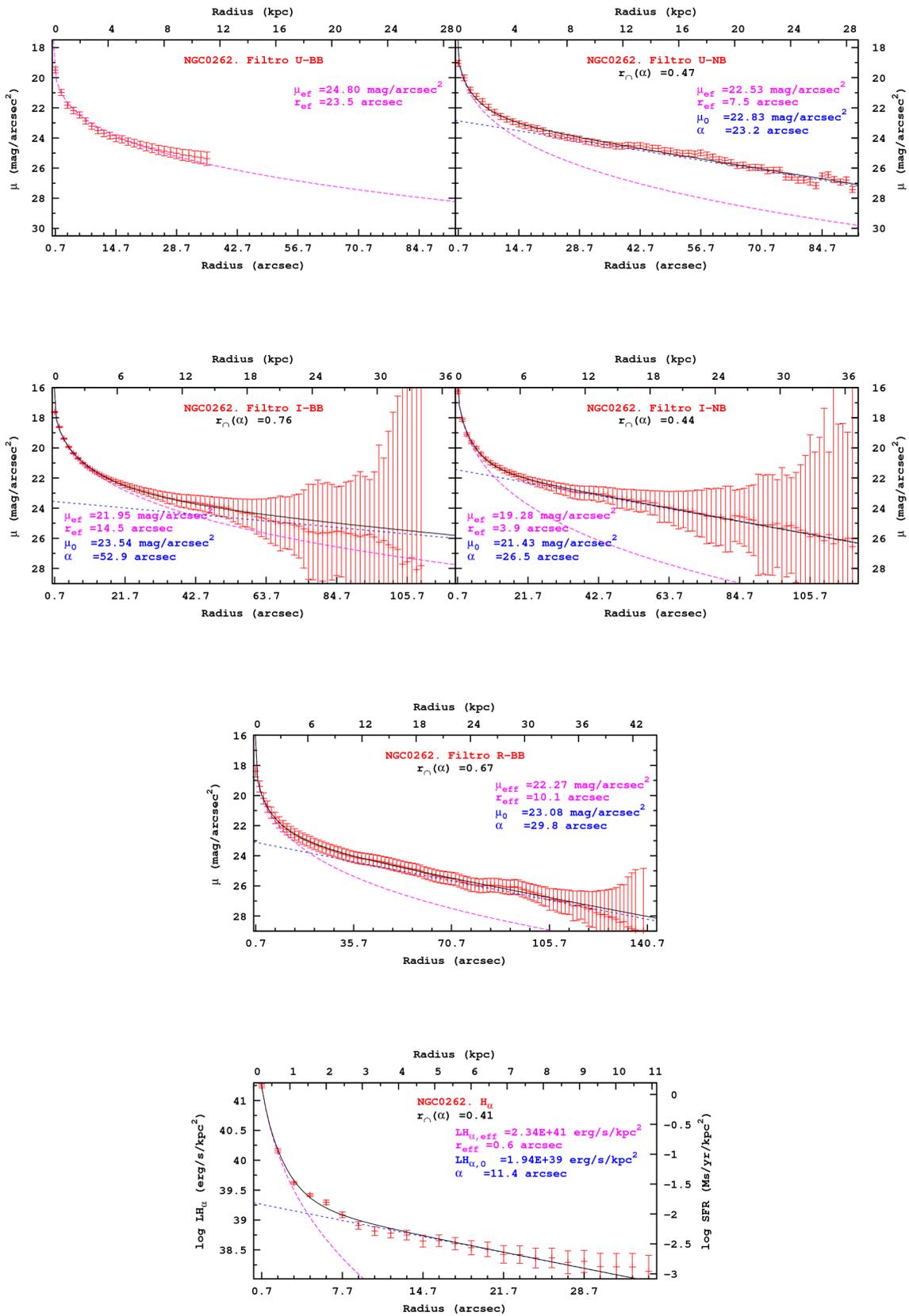


Figura 7: Perfiles de brillo superficial en el óptico en función del semieje mayor con los correspondientes datos del ajuste (ver tabla 15). En las barras de error no se incluye el error de calibración (ver tabla 5) por una mejor claridad en las figuras. El ajuste  $R^{1/4}$  se pinta con línea discontinua magenta y el ajuste *exponencial* con línea punteada azul.

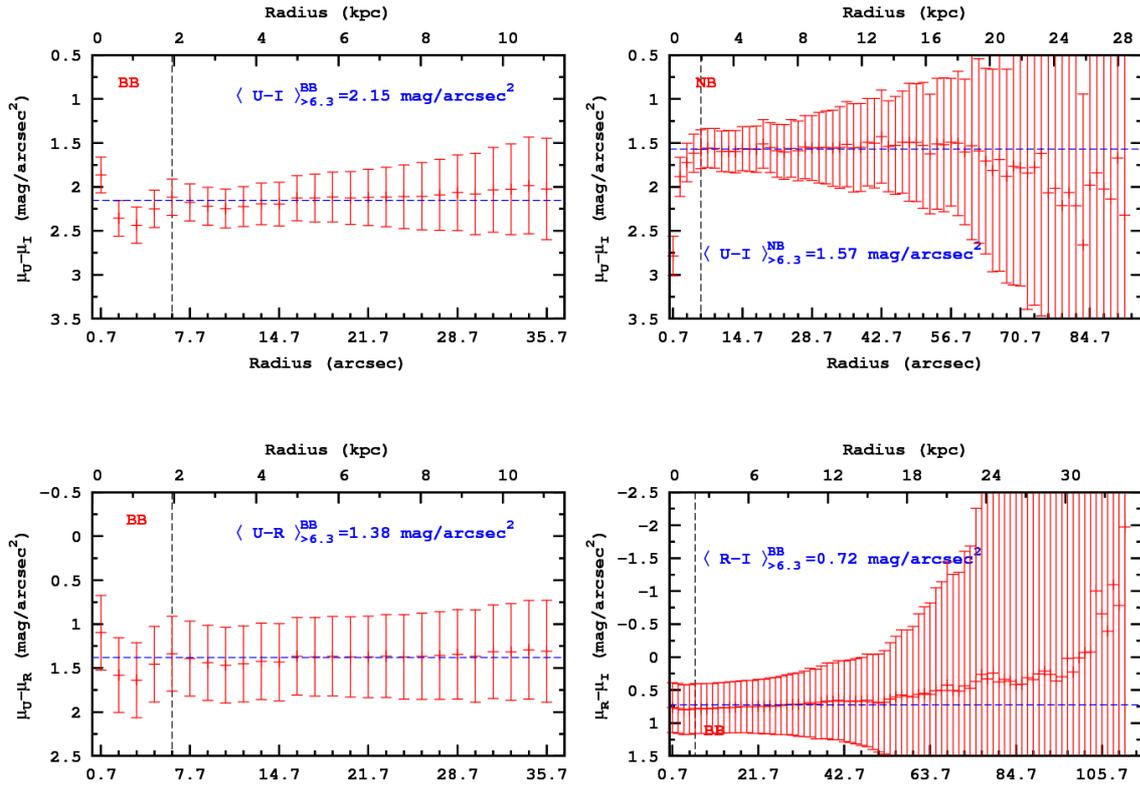


Figura 8: Perfiles de colores de NGC0262 en función del semieje mayor. La línea rayada horizontal marca el valor medio ponderado y la línea rayada vertical, el radio a partir del cual se realizó dicha media y que coincide con el valor en radio estimado del final del anillo (ver § 5.3.).

Los ajustes de los perfiles son aceptables, teniendo en cuenta que las incertidumbres están dominadas por errores sistemáticos, tales como el asociado a la sustracción de cielo. Se obtienen ajustes muy similares en todas las bandas, excepto en el caso de la configuración estrecha de la banda  $I$ , lo que se atribuye a los mayores errores en dicha banda que dan un lugar a una mayor degeneración entre los parámetros del ajuste realizado y una mayor incertidumbre en cada uno de ellos. En general, los valores del brillo superficial siguen la tendencia marcada por el ajuste realizado en las partes internas del disco. Sin embargo, para la imagen  $H\alpha$ , el perfil parece que muestra un repunte hacia la parte más externa.

En las gráficas se facilita también el radio de intersección,  $r_{\cap}$ , de ambos perfiles, como una estimación del límite entre bulbo y disco. El valor de este radio es alto si comparamos, por ejemplo, con la muestra de candidatos a LSB “grandes” de O’Neil et al. (2007). En esa muestra, para los mejores ajustes en la banda  $R$  obtuvieron  $r_{\cap} \sim 0.3\text{-}0.6 \alpha$ , mientras que nosotros obtenemos  $r_{\cap} \sim 0.7 \alpha$ . Si nos fijamos en esta misma muestra, solo hay dos objetos con  $\mu_{0,R}$  mayor que el obtenido aquí: UGC00189 con  $\mu_{0,R} = 24.05 \pm 1.85 \text{ mag/arcsec}^2$  y UGC08311 con  $\mu_{0,R} = 23.29 \pm 0.66 \text{ mag/arcsec}^2$ ; ambas obtenidas en ajustes disco-disco. Eso explica que los valores de  $\mu_{ef}$  sean también más brillantes que los obtenidos aquí. Por tanto NGC0262 efectivamente posee un disco con propiedades comparables a los objetos de bajo brillo superficial o galaxias LSB.

Se facilita además el valor estimado, a partir de los ajustes al perfiles de bulbo y disco, del cociente Disco-Bulbo:  $D/B = \left( \frac{R_e^2 I_e}{R_e^2 I_e + 0.28 R_d^2 I_d} \right)^{-1} - 1$  (1). Los valores obtenidos son demasiado

heterogéneos como para caracterizar NGC0262, pero sí dan cuenta de que el disco es la componente más importante.

En la figura 8 se representan los colores ( $U-I$ ), ( $U-R$ ) y ( $R-I$ ) en las correspondientes configuraciones. En este caso, se ha preferido realizar una media ponderada con las barras de error debido a que no hay una tendencia clara, teniendo en cuenta la gran incertidumbre con que contamos, en las partes externas. En cualquier caso, de haber en un futuro datos más fiables, los resultados de esta parte (tabla 6) se podrán considerar referidos a la parte interna de la galaxia.

Color	Valor (mag/arcsec <sup>2</sup> ) <sup>a</sup>	Número de puntos <sup>c</sup>
$(U-I)_{BB}$	$2.153 \pm 0.068$	22
$(U-I)_{NB}$	$1.570 \pm 0.076$	62
$(U-R)_{BB}$	$1.379 \pm 0.062$	22
$(R-I)_{BB}$	$0.724 \pm 0.061$	76
$(U_{NB} - R_{BB})$	$1.972 \pm 0.096$	62
$(FUV-NUV)$	$0.41 \pm 0.06$	22

Tabla 6: Resultados de las medias ponderadas de los colores de NGC0262. <sup>a</sup> Media ponderada del color correspondiente excluyendo los 4 primeros puntos (eq. aquéllos radios entre 0.7 y 4.9 arcsec).<sup>b</sup> Incertidumbre: Se ha tenido en cuenta tanto la incertidumbre en el ajuste (ver tabla 5), como la incertidumbre de calibración en flujo (ver tabla 3). <sup>c</sup> Número de puntos utilizados en el ajuste. Nótese como los valores (junto con sus incertidumbres) de los colores ( $U-I$ ) en configuración NB y BB no son compatibles. Ésto es debido a que no es del todo correcto usar una media ponderada cuando los errores no son aleatorios sino de carácter sistemático como los aquí presentados (compárese con las barras de error de los perfiles), dando lugar a una subestimación del intervalo de error.

Por último, se muestran los perfiles desde la línea de 21 cm de HI hasta el ultravioleta lejano en la fig. 4. A la vista del perfil  $H\alpha$  y los perfiles en las bandas azules del continuo ( $UV$  ó incluso  $U$ ), podemos decir que aparentemente la formación estelar trazada por  $H\alpha$  está mucho más concentrada en las partes centrales de la galaxia que la formación estelar pasada. Esto puede ser debido a (1) una migración de la zona de formación estelar intensa de las partes externas a las internas (crecimiento *outside-in*), lo que sería contrario al escenario más común de crecimiento *inside-out* (Muñoz-Mateos et al. 2007), o (2) que  $H\alpha$  en estas regiones externas, de baja SFR total, no es un buen trazador de la formación estelar actual debido a un mal muestreo de la zona de mayor masa de la IMF o función inicial de masas (ver Thilker et al. 2007, Meurer et al. 2008, Lee et al. 2009 entre otros). La forma del perfil de HI en la zona central esta muy afectada por efectos de resolución en estos datos, también llamados efectos de dilución del haz, o *beam-smearing* (FWHM~5 arcsec/píxel). Hacia los 70 arcsec encontramos cierto aumento en la densidad de columna promedio que parece ser debido a la contribución de una pequeña galaxia enana compañera no enmascarada en los datos de 21cm y situada a dicha distancia de NGC0262.

Hacia los 170 arcsec vemos de nuevo un pequeño aumento de la emisión HI debido al brazo aparentemente aislado que encontramos en la parte Nordeste del objeto. A la vista del perfil de color ultravioleta, se trata de una región muy azul en este rango, que presenta intensa actividad de formación estelar, e incluso algo de emisión  $H\alpha$ . Finalmente, se ve cierto aplanamiento en la densidad de gas neutro en las regiones aún más externas, zonas donde ya no se aprecia emisión UV (hacia ~200 arcsec y más allá), lo que sugeriría que a estas densidades se ha alcanzado el umbral de formación estelar analizado por Martin y Kennicutt (2001).

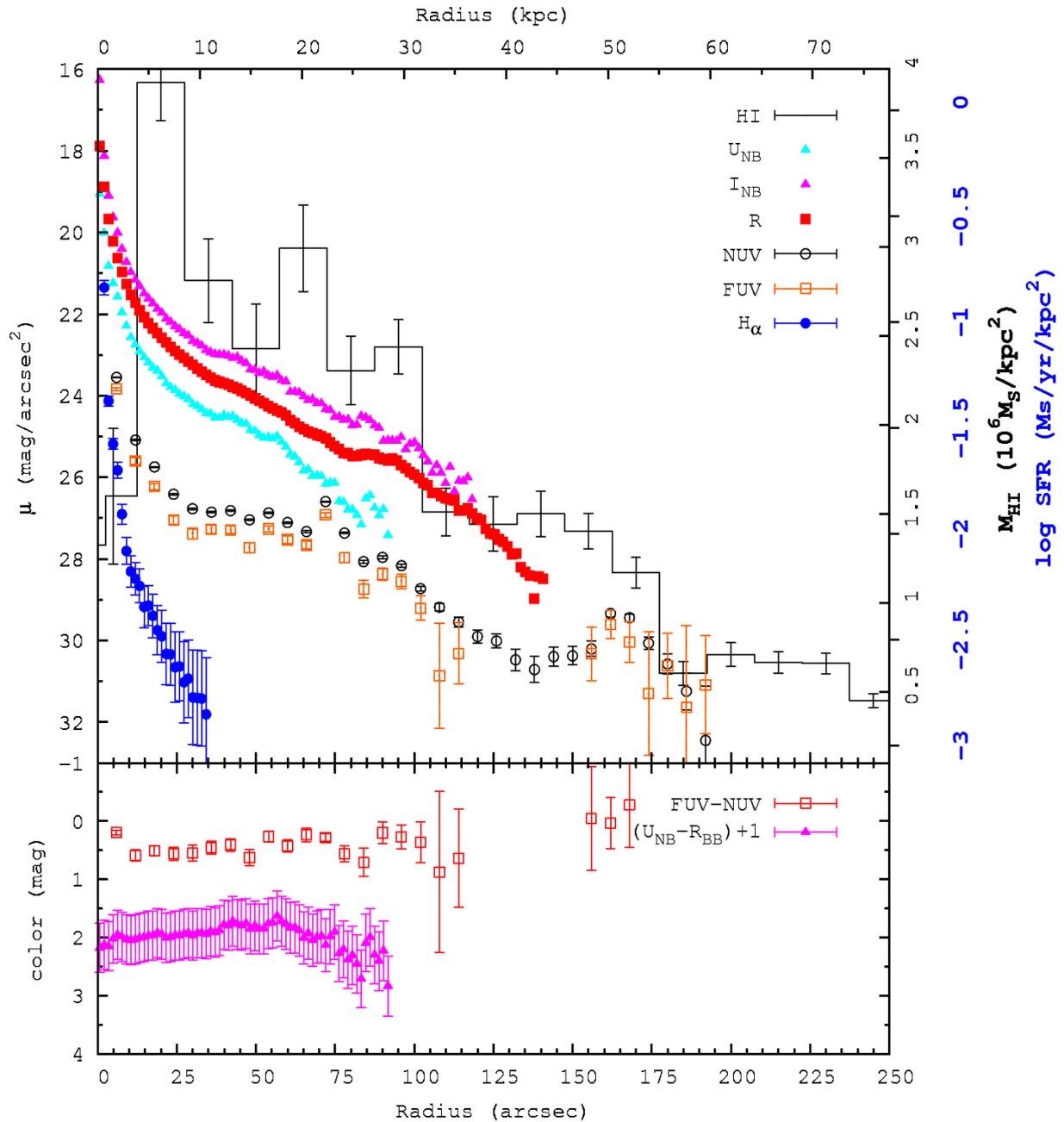


Figura 9: Arriba: Perfiles de fotometría superficial de NGC0262 en función del semieje mayor. Las barras de error no incluyen las incertidumbres de calibración. Igualmente, para mejorar la claridad no se han incluido las barras de error para el óptico, salvo en el caso de  $H\alpha$  (ver fig. 7). Las barras de error en el perfil de HI no son de origen fotónico, pues representan simplemente la varianza del brillo superficial a lo largo de cada isofota. Se ha usado  $M_{HI} = 2.36 \times 10^5 D(\text{Mpc})^2 F(\text{Jy km s}^{-1})$ . La pendiente del perfil de  $H\alpha$  es bastante más acusada que la de HI. Abajo: perfiles de color ( $FUV - NUV$ ) y  $(U_{NB} - R_{BB}) + 1$ . Nótese que las magnitudes UV son AB según  $m_{AB}[\text{mag}] = -2.5 \log(F[\text{erg/s/cm}^2]) - 48.60$  (Oke 1974), mientras que las magnitudes en el óptico están referidas a Vega.

Los perfiles de colores son bastante planos en las partes centrales. Mientras que en las partes interna y externa tenemos ( $FUV - NUV$ ) algo más azules. Los colores óptico infrarrojos son aproximadamente planos en todo el rango explorado, al menos dentro de los errores.

## 6.2. Resultados de los modelos de evolución de discos

Como se decía en §5.2., los modelos desarrollados por BP00 para el caso de galaxias tipo Vía Láctea se han aplicado con éxito a galaxias de bajo brillo superficial o LSB, aunque con valores mayores del espín (0.09-0.15; ver Boissier et al. 2003). El ajuste de estos modelos a los perfiles de brillo superficial de nuestra galaxia (infrarrojo, óptico y ultravioleta) arrojan los resultados mostrados en la tabla 7. Se facilitan los resultados para la IMF de Kroupa et al. (1993) y la de Kroupa (2001). Ambas dan lugar a valores muy similares de los parámetros a ajustar: velocidad circular y espín. De modo general, se puede decir que la segunda se ajusta mejor a las galaxias de tipos tardíos al producir un menor número de estrellas masivas para una misma masa total, mientras que la primera IMF da mejores resultados de modo global. A la vista de que NGC0262 es una galaxia masiva con alto valor del espín, nos quedaremos con la solución que hace uso de la IMF de Kroupa et al. (1993) pues además da lugar a menores errores relativos en los parámetros ajustados.

En las figuras 17 y 18 (Apéndice C, §10.3.) se muestran los resultados de los ajustes, así como, los perfiles predichos por el modelo que mejor ajustan a todas las bandas simultáneamente.

IMF	$\lambda$	$V_c$ (km/s)	$\log(O/H) + 12$	$\Delta[\log(O/H) + 12]$	$\chi^2$ reducido
<i>K 93</i>	$0.166^{+0.077}_{-0.034}$	$267^{+73}_{-39}$	$8.91^{+0.23}_{-0.13}$	$-0.0217^{+0.0060}_{-0.0079}$	0.42
<i>K 01</i>	$0.152^{+0.048}_{-0.078}$	$233^{+127}_{-28}$	$9.45^{+0.34}_{-0.14}$	$-0.028^{+0.012}_{-0.010}$	0.60

Tabla 7: Resultados del ajuste de los modelos de Boissier y Prantzos (2000) a NGC0262. Obtenemos gradientes de metalicidad negativos, compatible con el escenario *inside-out* (ver texto). No contamos con datos espectroscópicos para poder contrastar la metalicidad obtenida con estos modelos. Estos datos podrían obtenidos con OSIRIS del GTC (§7.5.).

Que los modelos utilizados proporcionen un buen ajuste a la fotometría superficial de NGC0262 es en sí un resultado importante, pues estos modelos presuponen una evolución suave, sin grandes

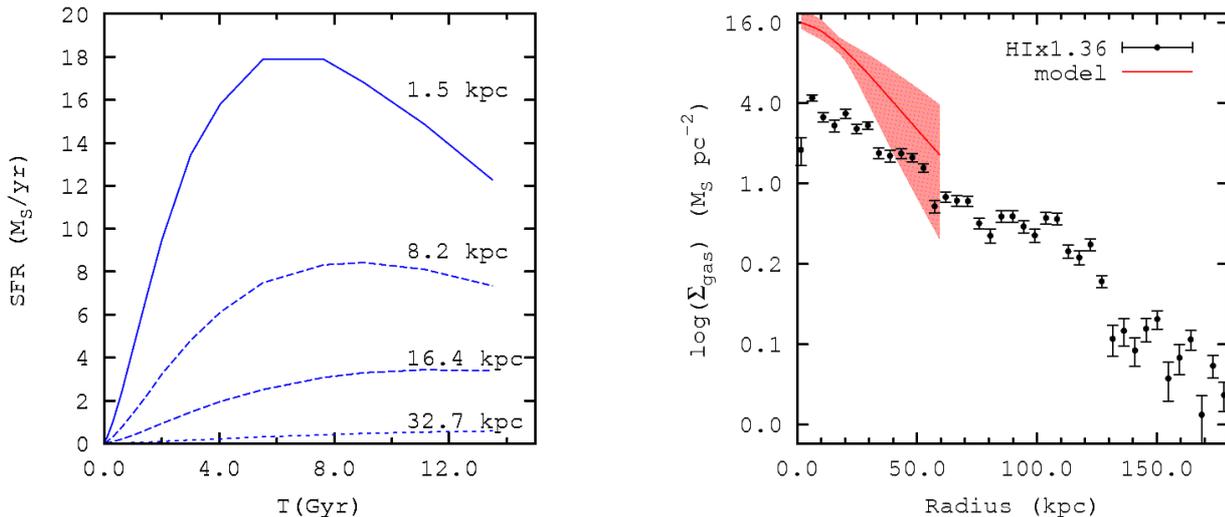


Figura 10: Izquierda: Ritmo de Formación estelar esperado para NGC0262 en función de la edad de la galaxia según los modelos para distintos radios. Nótese como la formación estelar se traslada de dentro hacia fuera, en lo que se conoce como escenario *inside-out* (ver Muñoz-Mateos et al. 2007 y referencias allí citadas). Según los modelos aquí utilizados, el disco de NGC0262 fue significativamente más compacto en el pasado. Derecha: Perfil HI observado corregido de inclinación y multiplicado por el factor 1.36 para tener en cuenta el contenido de helio. Se ha superpuesto en rojo el perfil predicho por el modelo tras 13.5 Gaños. El mejor modelo está indicado con una línea roja, y la banda engloba todos los modelos cuyos parámetros  $\lambda$  y  $V_c$  están dentro de los intervalos de error que se estiman (§10.3.).

“sobresaltos”, por ejemplo en su tasa de formación estelar. Así mismo, el perfil HI predicho por el modelo sigue de forma adecuada (ver fig. 10) la tendencia en función del radio y los valores absolutos en densidad de columna observados. Nótese que los modelos predicen la cantidad de gas total mientras que nuestros datos sólo incluyen la componente neutra. Por tanto, la mayor densidad de gas predicha por el modelo en las regiones centrales puede ser debida a la componente molecular, para la cual no disponemos de datos observaciones (por ejemplo, en CO). En el mismo sentido irían los efectos de dilución del haz de HI.

En la figura 10 se muestra el ritmo de formación estelar predicho por estos modelos en función de la edad de la galaxia para distintos radios. Se ve por un lado, como la formación estelar se traslada de dentro hacia fuera en el disco y por el otro, como los altos valores obtenidos en  $\lambda$  y  $V_c$  implican que hay una alta formación estelar en las partes centrales ( $\lambda$  alto), pero al ser un disco masivo (alto  $V_c$ ) sufre una caída de gas (*infall*) suficientemente alta como para “trasladar” una formación estelar no nula a las partes externas incluso a una edad muy temprana.

Se comprueba además un resultado general de estos modelos: valores altos de  $\lambda$  suponen discos menos eficientes en la formación de estrellas como reflejan el alto contenido de gas frente a los bajos ritmos de formación estelar de esta galaxia (figura 9).

Por último, como decíamos al principio, éstos modelos que reproducen discos de galaxias de alto brillo superficial, son capaces de reproducir sus contrapartidas de bajo brillo superficial y lo que es más, aquéllas muy masivas (como representa el caso extremo que presentamos aquí), simplemente con valores más altos del espín,  $\lambda$ , sin necesidad de invocar cambios significativos en la edad del conjunto de las de la galaxia (ver McGaugh & De Block 1997).

### 6.3. Fotometría de regiones H II

Para la fotometría de regiones H II se ha sustraído el fondo correspondiente al lugar donde se encuentra cada candidato (BACKPHOTO\_TYPE GLOBAL). El flujo se ha medido según las aperturas elípticas descritas en Kron (1980) (“AUTO photometry” en la nomenclatura de SExtractor) a través del parámetro de doble entrada PHOT\_AUTOPARAMS referido al factor de Kron y al radio mínimo aceptado en unidades específicas del programa, para los que hemos tomado 2.,2. y 1.,1.5 para la galaxia entera y el anillo, respectivamente. Para estos campos la utilización de uno u otro valor depende del aspecto visual que tomen, pero también del catálogo de salida que te ofrece el programa y concretamente de los valores que presente cada fuente del campo FLAGS.

En la figura 11 (izda.) se representa el flujo según las aperturas antes explicadas,  $F_{Kron}$ , frente a flujo en fotometría tipo ISO de SExtractor,  $F_{ISO}$ , que se refiere a la suma de los flujos de los píxeles que superan el umbral impuesto DETECT\_THRESH. Ésto nos da una idea del rango de flujos de las regiones detectadas. Además da idea de la bondad de los valores impuestos para obtener los valores de fotometría de apertura de Kron. El rango mostrado no incluye el bulbo ni la galaxia compañera. En el caso de los cúmulos de los brazos espirales se ve como las aperturas elegidas se ajustan bastante al número de píxeles mínimo DETECT\_MINAREA, mientras que en el caso del anillo el  $F_{Kron}$  es mayor, en correspondencia con un número mínimo de píxeles menor en comparación con la extensión de los candidatos detectados. No obstante, como se puede ver en la figura 6, debido a la forma elíptica de las aperturas y la posición de las mismas, éstas excluyen la parte del cúmulo detectada superpuesta al núcleo, por lo que los flujos medidos en el anillo posiblemente subestiman los reales, como ya se comentó (§5.3.).

Se detectan 84 cúmulos en los brazos con flujos entre  $0.09$  y  $6.7 \times 10^{-15}$  erg/s/cm<sup>2</sup> y 5 cúmulos en

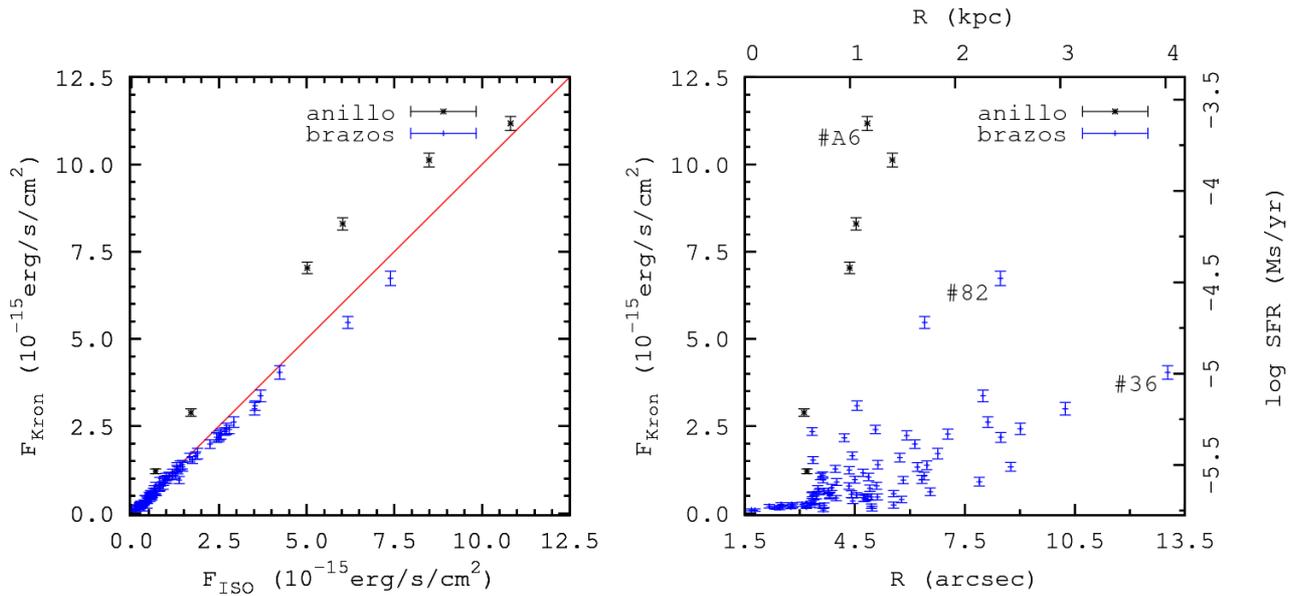


Figura 11: Distribución de flujo de los candidatos a cúmulos encontrados en los brazos (símbolos en azul) y en el anillo (en negro). Izquierda: flujo a partir de las aperturas de Kron frente a flujo de la fotometría tipo ISO . Derecha: Flujo frente a semieje mayor estimado de los las aperturas elípticas de Kron.

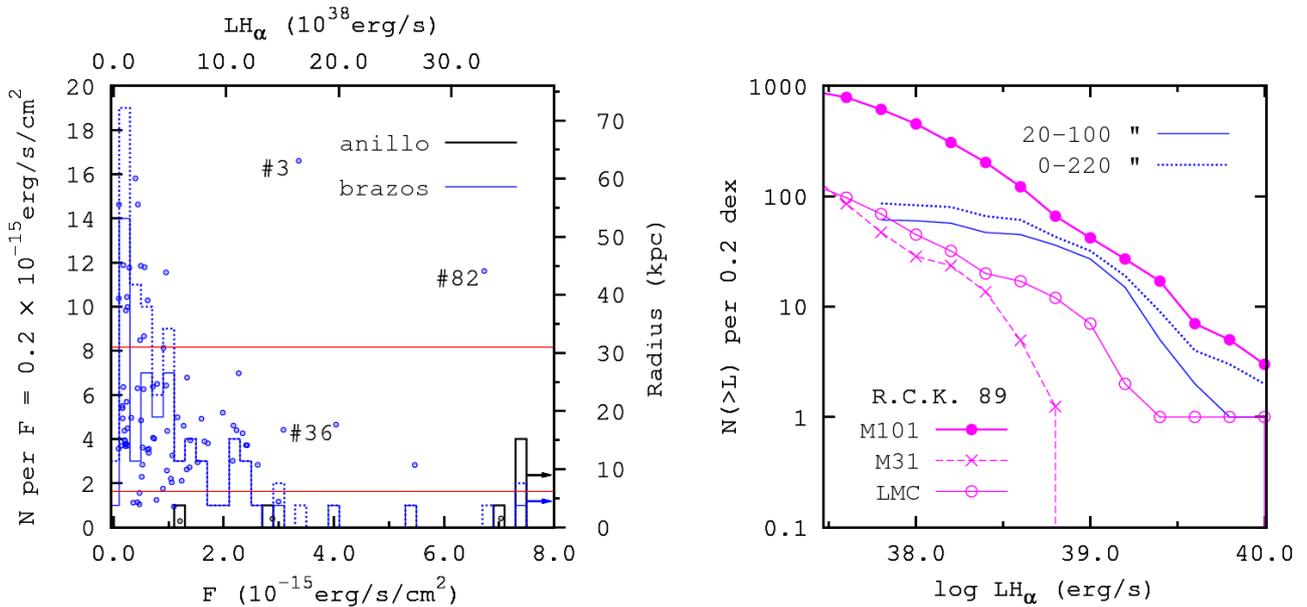


Figura 12: Izquierda: Función de luminosidad de  $H\alpha$  de los cúmulos tanto del “anillo” como de los “brazos”. Las frecuencias absolutas (eje vertical izquierdo) representan el número de cúmulos por cada  $0.2 \times 10^{-15} \text{ erg/s/cm}^2$  ( $9 \times 77 \cdot 10^{-15} \text{ erg/s}$ ). En línea continua se han representado aquellos que se encuentran entre los radios escogidos para el ajuste de los modelos de evolución (§5.2.), mientras que en línea discontinua se representan todos los objetos. Superpuesto a este gráfico se representan con puntos los cúmulos en función del radio (eje vertical derecho). Las líneas continuas horizontales marcan la zona de ajuste de los modelos. Con flechas se indica que los cúmulos agrupados con  $F=7.5 \times 10^{-15} \text{ erg/s/cm}^2$  realmente corresponden a mayores flujos (el bulbo y la galaxia compañera en el análisis de los “brazos”) y los tres cúmulos pertenecientes al “anillo” con  $F > 7.5 \times 10^{-15} \text{ erg/s/cm}^2$  + la galaxia compañera detectada en esta misma configuración de SExtractor. Ver texto y figura 5). Derecha: FL acumulada para NGC0262 en todo el rango de radios (línea punteada) y en el rango de los modelos (línea continua) junto con las FL's de M101 (puntos rellenos), M31 (cruces) y LMC (puntos abiertos) según Kennicutt et al. (1989). En la FL de M31 se ha aplicado el factor 1.24 utilizado por los autores para corregir de contaminación por estrellas de fondo.

el anillo con flujos entre  $1.21$  y  $11.2 \times 10^{-15}$  erg/s/cm<sup>2</sup>. A la derecha de esta misma figura se representa  $F_{kron}$  (F en adelante) frente al semieje mayor de las aperturas utilizadas. Un total de 75 de los 84 cúmulos de los brazos y los 5 del anillo tienen aperturas asociadas de semieje mayor menores de 7.5 arcsec.

En la figura 12 (izda.) se muestra la función de luminosidad (FL en adelante) en H $\alpha$ , es decir el número de cúmulos en función del flujo,  $F$ . En esta figura se puede ver también como se distribuyen las regiones a lo largo del semieje mayor de la galaxia. De modo general se cumple que cuanto más nos alejamos a lo largo del disco, tenemos menos cúmulos y más débiles. Uno de los casos que se aleja de esta tendencia es #82, con el mayor flujo ( $6.73 \times 10^{-15}$  erg/s/cm<sup>2</sup>) y situado a  $\sim 44$  kpc del centro de NGC0262 en el sudeste de la galaxia. Al nordeste (#3) encontramos el cúmulo más alejado, a  $\sim 63$  kpc del centro y con un flujo integrado de  $3.37 \times 10^{-15}$  erg/s/cm<sup>2</sup>. En la tabla 9 (Apéndice B, §10.2.) se facilitan las características principales de estas regiones.

A la derecha de la Figura 12 se dibuja la función de luminosidad acumulada para los brazos, esto es, el número de cúmulos con luminosidad *mayor que*  $L$  frente a  $L$ . Se incluyen también las funciones de luminosidad acumuladas de las galaxias M101, M31 y LMC, de tipos morfológicos Sc, Sb e Irr, según la clasificación de Hubble, respectivamente. Éstas han sido obtenidas del trabajo de Kennicutt et al. (1989) usando un mismo valor para el paso en luminosidad de 0.2 dex. Se han elegido los datos de este trabajo pues, por un lado se abordan de modo muy general las características de las funciones de luminosidad y por otro lado porque los datos, aunque se refieren a galaxias más cercanas que las nuestras, son de resolución angular comparable a la nuestra y son representativas de los tipos morfológicos a los que pertenecen, según los autores.

En términos generales, la FL de NGC0262 se sitúa entre las de M101 y la Gran Nube de Magallanes (LMC, del inglés *Large Magellanic Cloud*). En términos relativos la forma se asemeja bastante a la de LMC. El aplanamiento hacia luminosidades bajas,  $\log[L(H\alpha)] < 38.5$  puede ser debido a una falta de completitud a dichas luminosidades, debido quizás al bajo nivel de segmentación usado en los brazos de la galaxia. En cuanto al rango de luminosidades altas, éste está gobernado por el bulbo y la galaxia compañera. Si tenemos en cuenta el anillo, pero sin incluir el núcleo ni la galaxia compañera, obtenemos 19 cúmulos muy luminosos/gigantes ( $L_{H\alpha} > 10^{39}$  erg/s, Kennicutt et al. 1989), de los cuales 5 pertenecen al anillo (no se incluyen en la figura 11), con luminosidades comprendidas entre  $1.06 \times 10^{39}$  y  $5.46 \times 10^{39}$  erg/s. En la figura 12 se muestra también la LF correspondiente a la zona donde se realizaron los ajustes de los modelos de disco.

## 7. DISCUSIÓN

### 7.1. NGC 0262, la galaxia LSB masiva más cercana conocida

NGC0262 tiene un brillo superficial central del disco en las bandas  $U$ ,  $R$  e  $I$  de  $\mu(0) \cong 23$  mag/arcsec<sup>2</sup>, una masa de gas hidrógeno neutro  $M_{HI}$  de  $21.45 \times 10^9 M_{\odot}$ , mayor que  $10^{10.2} M_{\odot}$  y una magnitud  $M_B = -20.65$ . Lo anterior, unido a que se encuentra a una distancia de 63.9 Mpc, convierte a este objeto en una de las galaxias masivas de bajo brillo superficial más cercanas que se conoce (O'Neil et al. 2004). De hecho, en el catálogo de O'Neil et al. (2004) solo se encuentran dos galaxias mLSB ligeramente más cercanas que las nuestras, pero ambas tienen masas inferiores y  $M_B \sim -19$  mag. La SFR total es de  $\sim 2.4 M_{\odot}$ /año, lo que supone otra confirmación de que esta galaxia tiene características comparables a las de aquéllas LSB "grandes" seleccionadas en O'Neil et al. (2007).

Aunque existen imágenes HST de este objeto, dichas imágenes se limitan a las partes centrales

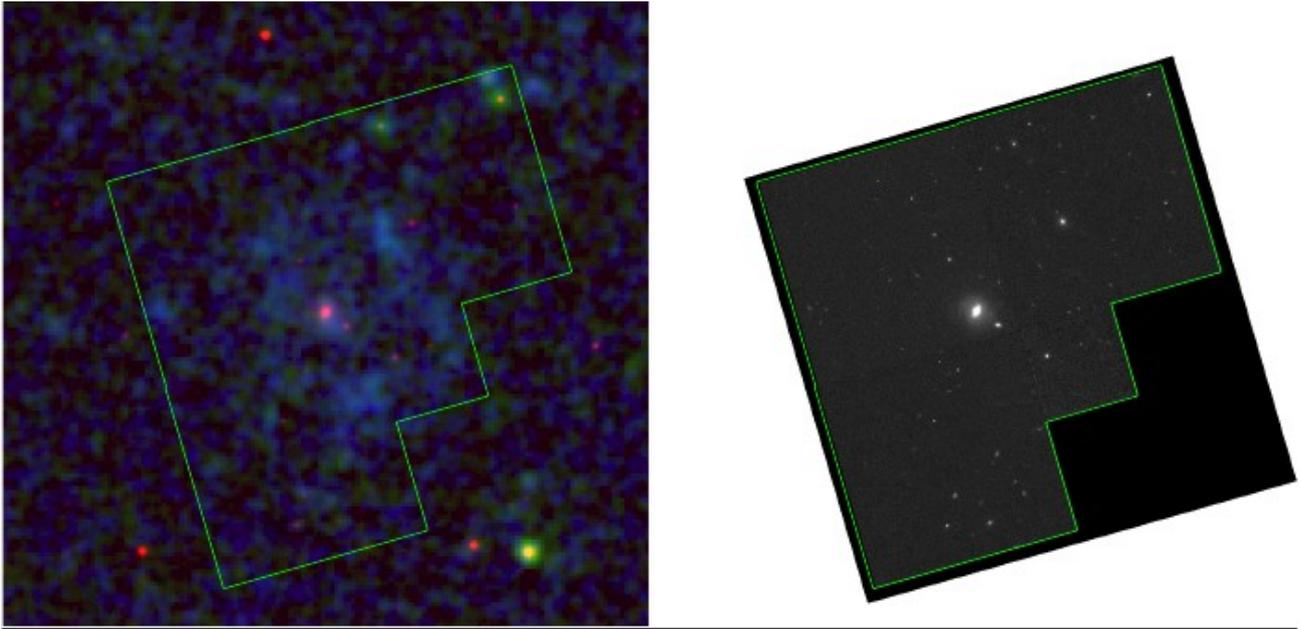


Figura 13: Imágenes GALEX/SDSS y HST de Malin 1, la galaxia mLSB “prototipo”. Izquierda: Imagen de falso color RGB (SDSS-*r*, *NUV*, *FUV*) en la que se muestra que Malin 1 se clasificaría también como un disco Ultravioleta Extenso.. Imagen obtenida con WFPC2 F8124W y usada por Barth (2007) para la caracterización de ésta mediante el uso de 2 componentes de disco (ver §6.1.). Malin 1 se encuentra a una distancia galactocéntrica de  $338.4 \pm 23.7$  Mpc (NED).

del mismo. No obstante, esperamos que los resultados aquí expuestos ponga de manifiesto la importancia de este objeto en el estudio de las galaxias mLSB y lleven a futuros estudios con alta resolución espacial con el telescopio espacial, lo que proporcionaría una resolución espacial física en kpc/FWHM sin precedentes en este tipo de galaxias, tan escasas en nuestro Universo Local.

### 7.2. Regiones nucleares de NGC 0262

En §5.3. y §6.3. se hablaba de una componente circunnuclear a partir de los perfiles superficiales (§6.1.). Ya el análisis espectroscópico de Stoklasová et al. (2009) apuntaba hacia una posible componente de gas con cinemática distinta a la del núcleo, no coplanar con el disco a  $\sim 300$  pc del centro ( $\sim 1.1$  arcsec). Aunque nuestra resolución en imagen no es suficiente para descomponer totalmente el bulbo, sí encontramos una componente muy brillante en la imagen de  $H\alpha$  pura en forma de 5 cúmulos alrededor del núcleo entre 0.7 y 4.9 arcsec. Esta zona circunnuclear es reconocible también en el color UV, ( $FUV - NUV$ ), y coincide con una caída muy acusada en el ritmo de formación estelar dado a partir del perfil  $H\alpha$ . El estudio de la parte central debe ser llevado a cabo con datos de mayor resolución que los aquí presentados, como por ejemplo los del Hubble Space Telescope (HST) para poder, por ejemplo, discernir entre la existencia de dos componentes de disco como sucede en el caso de Malin 1 (Barth 2007). En este escenario, la parte central estaría compuesta por una componente más interna (núcleo + disco interno de pequeña escala radial) con características propias de una galaxia HSB y una parte externa en forma de disco del mayor escala radial caracterizando a lo que se conoce propiamente como galaxia LSB.

### 7.3. Historia de la Formación Estelar en galaxias mLSB y Discos XUV

Tal y como se comentó en la sección §6.2. los modelos de evolución de discos utilizados en este trabajo reproducen de forma adecuada los perfiles de brillo superficial en todas las bandas, desde el *UV* hasta el *IR*. Este hecho indica que la formación estelar ha sufrido (al menos en época reciente) una evolución suave, que es la que es capaz de reproducir los modelos. De haber mostrado una gran

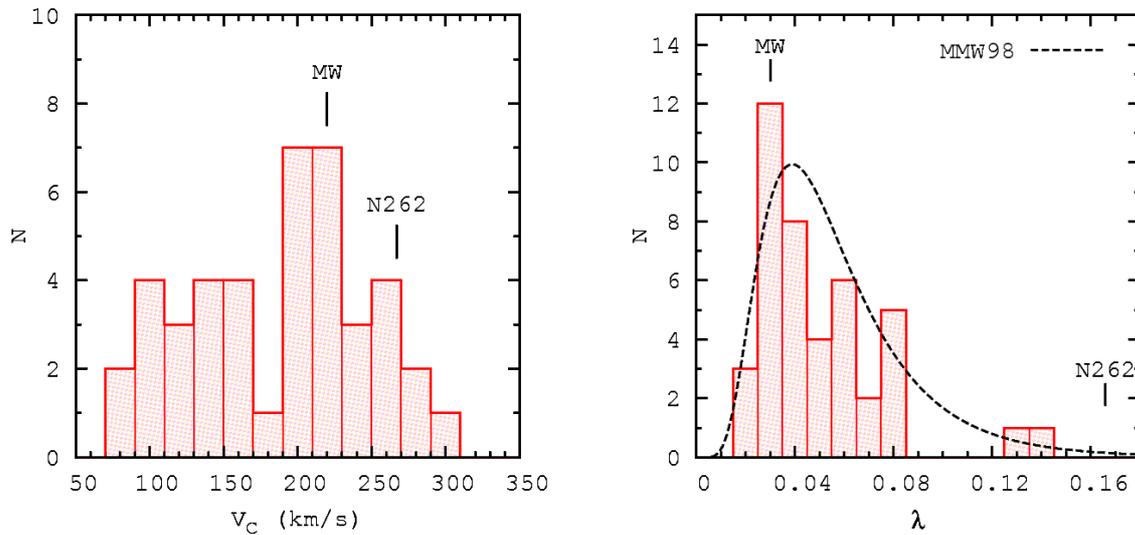


Figura 14: Distribución de las velocidades circulares (izquierda) y los espines (derecha) de las galaxias de disco de SINGS (Muñoz-Mateos et al. 2010). Se señalan el caso de la Vía Láctea y el de NGC0262. En línea discontinua se muestra la distribución para el espín dada por Mo, Mao y White (1998). Esta submuestra de 42 galaxias se obtuvo a partir de la muestra original (Kennicutt et al. 2003) eliminando las galaxias lenticulares, elípticas e irregulares. Asimismo no se tuvieron en cuenta NGC2798 (en interacción, muy distorsionada), NGC3190 y NGC4594 (dos espirales de tipos muy tempranos y casi de canto), NGC4631 (de canto) y NGC5474 (muy asimétrica).

actividad de formación estelar en época reciente (comparada con el promedio pasado) esto vendría evidenciado por un exceso en la emisión UV comparada con la predicha por el mejor de los modelos. Aunque el trabajo presentado aquí se refiere a un único objeto, de confirmarse estos resultados en objetos similares indicaría que las mLSB representan simplemente el extremo de mayor masa y espín de la distribución de galaxias. En particular, estos resultados indican que no es necesario recurrir a grandes diferencias de edad para estas galaxias en contra de lo sugerido por McGaugh y De Block (1997).

En lo que se refiere a las propiedades de NGC0262 como disco XUV estos resultados indican que la extensa emisión UV que la caracteriza no es específica de la época presente ni causada por un reciente incremento en la actividad de formación estelar en la regiones más externas sino, de nuevo, una propiedad asociada a su mayor masa y espín. Estas propiedades dan lugar a un retraso de la formación estelar en las regiones externas (Figura 10) tal y como se espera del escenario *inside-out* de crecimiento de discos (ver Muñoz-Mateos et al. 2007 y referencias allí citadas). El disco de NGC0262 representa un disco-XUV con una formación estelar de bajo ritmo { $\log(\text{SFR}[\text{M}_{\odot}/\text{año}/\text{kpc}^2])$  entre -2.5 y -3.5} pero continua pues la emisión difusa ultravioleta es atribuible a una escala temporal mayor a la de H $\alpha$ , similar al caso prototipo de *disco-XUV* de tipo 1 M83 (Thilker et al. 2007) y al caso de Malin 1 (figura 13).

La figura 14 recoge el resultado de aplicar los modelos de evolución de discos a las galaxias de la muestra SINGS (Kennicutt et al. 2003) situadas a una distancia menor de 30 Mpc y de tipos morfológicos T entre 1 y 9, ambos inclusive (Muñoz-Mateos et al. 2010). En este diagrama NGC0262 aparece como una galaxia masiva en cuanto a su valor de velocidad circular y extrema en lo que al valor de su espín se refiere, cuando se compara con una muestra de galaxias representativa del Universo Local como es la muestra SINGS.

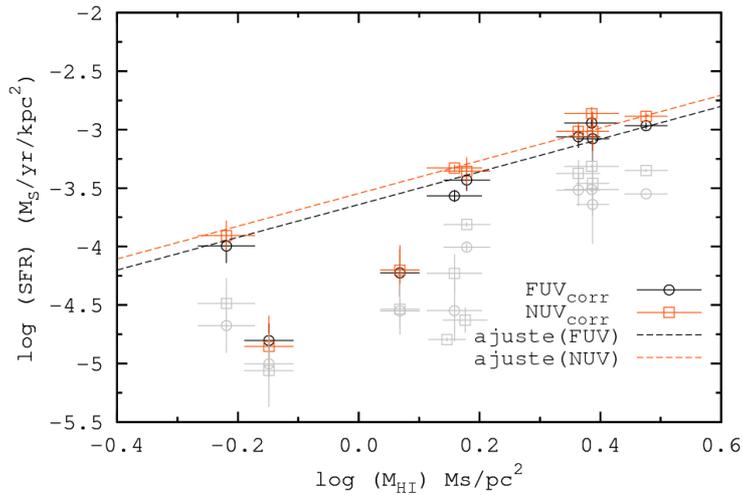


Figura 15: Comparación de la formación estelar según los perfiles en el UV en el disco con la ley de Schmidt-Kennicutt (Kennicutt 1998; 1998b). El Ritmo de Formación Estelar ( $SFR[M_{\odot}/\text{año}]$ , del inglés *Star Formation Rate*) se ha obtenido a partir del factor de conversión  $1.4 \times 10^{-28} L_{\nu}(\text{erg/s/Hz})$  que considera una función inicial de masas de Salpeter y es aplicable a galaxias con tiempos de escala de formación de estrellas de  $\sim 10^8$  años o mayores. Se ha corregido por extinción interna para cada radio según el color ( $FUV - NUV$ ) (ver Muñoz-Mateos et al. 2009). Se han considerado los puntos entre 35 y 185 arcsec según la resolución dada por el perfil H I resultando 9 puntos en cada banda (se han considerado los perfiles en los que se contaba con los datos  $FUV$  y  $NUV$  simultáneos, es decir, los usados en los modelos, Apéndice C, §10.3.). Las barras de error representan la distancia entre los valores extremos considerados en el UV por cada punto en el perfil de HI. Los dos últimos puntos se refieren al “cúmulo aislado NE” (ver §5.3. y Apéndice B, §10.2.). Las líneas rectas dibujadas corresponden a los ajustes  $\chi^2$  de tipo ley de Schmidt-Kennicutt con  $N = 1.40$  para cada banda. Como referencia se incluyen, en gris, los puntos sin corregir de extinción usando esta vez los datos más completos de  $NUV$  de los que se disponía (ver fig.9). Se ve como los puntos pertenecientes al final del disco ( $\sim 155$  arcsec) y parte del cúmulo aislado ( $\sim 170$  arcsec) se separan de la ley de formación estelar, aunque en general, y a pesar de los bajos ritmos de formación de estrellas y bajo contenido en gas, los puntos siguen dicha ley.

#### 7.4. Formación estelar reciente en galaxias mLSB y Discos XUV

La SFR total de NGC0262 es de  $\sim 2.4 M_{\odot}/\text{año}$ , valor similar al encontrado en otras galaxias mLSB de la muestra de O’Neil et al. (2007). El perfil  $H\alpha$  llega a un valor medio de la densidad superficial de SFR de  $\log(SFR[M_{\odot}/\text{año}/\text{kpc}^2]) \sim -3$ . Esta densidad de formación estelar se acerca al límite inferior de los datos mostrados en Kennicutt (1998) para obtener su ley de formación estelar. Aunque los valores medidos de SFR y densidad de SFR no están corregidos de extinción interna, se espera que dicha corrección sea muy pequeña en este tipo de objetos (Boissier et al. 2008, Gil de Paz et al. 2007b). Ante la posibilidad de que  $H\alpha$  no sea el mejor trazador de la formación estelar actual (ver §6.1.) se hace necesario acudir a los datos ultravioleta.

La medida de la densidad de SFR se puede extender a valores muy pequeños de la misma cuando se emplea la emisión UV como trazador de la misma en vez de  $H\alpha$  (ver Lee et al. 2009; Thilker et al. 2007b). En la figura 15 se muestra la SFR media observada a partir del perfil UV (Kennicutt 1998b) en el disco de NGC0262 a la resolución dada por el perfil HI. Las partes finales del disco (que no muestran suficiente señal en la imagen  $H\alpha$ ) presentan una SFR que se separa de la ley de Schmidt-Kennicutt. A falta de un análisis más detallado de la emisión en el ultravioleta de estos cúmulos que, por ejemplo, nos permita ajustar con mayor precisión la corrección por extinción interna, se puede decir que la SFR sigue aproximadamente la ley de formación estelar.

En cuanto a la emisión  $H\alpha$  de los cúmulos, encontramos una amplia variedad en sus propiedades.

Dejando a un lado las medidas que puedan deberse a efectos de selección o falta de resolución, se cubre un rango de ritmo de formación estelar que va desde  $\log(\text{SFR}) \sim -6$  hasta  $\sim -3.5$  (en  $M_{\odot}/\text{año}$ ) que se corresponde a un rango en tamaño (semieje mayor de la apertura) de 1.7 a 13 arcsec. Los 5 cúmulos del anillo son todos del tipo *muy luminosos* o *gigantes* (ver §6.3.) mientras que en los brazos encontramos únicamente 14/84, es decir un  $\sim 17\%$  de ellos. De éstos, 8 se encuentran a más de 16.5 kpc (en ningún momento se tiene en cuenta ni el núcleo, ni la galaxia enana compañera situada a  $\sim 22$  kpc) y los otros 6 se encuentran entre 4.4 y 14.1 kpc. El rango en tamaño es mucho más estrecho en el caso del anillo, donde las fuentes son todas bastante compactas (entre 3.1 y 5 arcsec), frente al amplio rango presentado por los cúmulos brillantes de los brazos (entre 3.3 y 13 arcsec). La suma de las luminosidades de los cúmulos del anillo da un total de  $0.15 M_{\odot}/\text{año}$ , mientras que si hacemos lo propio con las más brillantes de los brazos obtenemos  $0.17 M_{\odot}/\text{año}$ . Si tenemos en cuenta el bulbo (*núcleo + anillo*) se llega a un total de  $1.94 M_{\odot}/\text{año}$ . Es decir, aunque la formación estelar es mayor en los cúmulos compactos del anillo en términos absolutos (ver figura 11-izda.), también encontramos regiones HII brillantes a lo largo del disco situadas en los brazos espirales (ver fig. 5).

Estas regiones *gigantes* de hidrógeno ionizado tienen luminosidades que rondan los  $10^{39}$  erg/s. Suponiendo una extinción típica de 1 mag en H $\alpha$ , dichas luminosidades se corresponderían con un ritmo de emisión de fotones ionizantes de  $\sim 2 \times 10^{51} \text{ s}^{-1}$  equivalentes a 40 estrellas O5 V o un cúmulo de 300 estrellas OB (con masas de  $10^2$  a  $10^3 M_{\odot}$ ) para un total de  $10^4 M_{\odot}$  (Kennicutt et al. 1989).

En §6.3. se comparaba la función de luminosidad (FL) de NGC0262 con aquéllas de Kennicutt et al. (1989). Una mejora en la resolución y sensibilidad de las imágenes que aquí se presentan supondría un cambio en la FL (ver fig.11-dcha.) tal que el límite hacia  $10^{38}$  erg/s fuera menor, así como la disminución en número de las regiones con luminosidades intermedias. De este modo quedaría una FL que se asemejaría más a la de una galaxia espiral Sc como M101. Lo cual estaría de acuerdo con lo expuesto más arriba, pues en este tipo de galaxias las regiones brillantes de los brazos espirales son las que dominan la luminosidad total en el disco, mientras que el bulbo alberga las regiones más luminosas.

### 7.5. Perspectivas para su estudio espectroscópico con GTC

El análisis de los cúmulos seleccionados según la imagen en la línea H $\alpha$  nos permite estudiar la viabilidad de observación de dichas regiones con el instrumento de Día Uno de GTC OSIRIS. Gracias a su amplio campo de visión de 8 arcmin  $\times$  5.2 arcmin en espectroscopía de baja resolución, OSIRIS es un instrumento ideal para el estudio de los cúmulos NGC0262, pues éstos se extienden en una región de dimensiones aproximadas 4.8 arcmin  $\times$  4 arcmin y podrían observarse todos en un solo apuntado.

Con el fin de obtener datos de extinción y abundancias químicas (Oxígeno y Nitrógeno principalmente) del gas ionizado (ver por ejemplo Gil de Paz et al. 2007b), y de ahí obtener más información sobre la evolución (química en este caso) de los discos de galaxias mLSB y poder constreñir aún más el origen del disco XUV y la relación entre ambas clases de objetos, pretendemos adquirir espectros ópticos en el disco XUV de NGC0262 usando OSIRIS del GTC.

Haciendo uso de la calculadora de tiempo del GTC para este instrumento<sup>†</sup>, diseñamos la estrategia de observación mostrada en la tabla 8 que creemos maximiza la calidad y cantidad de los datos a obtener en el rango espectral [3500-6800]Å teniendo en mente un límite máximo razonable

<sup>†</sup><http://venus.ifca.unican.es/~gserrano/osiris/Calculators.html>

de ~3 noches / 15 horas de uso de este instrumento<sup>‡</sup>.

Grisma/resolución	Línea de interés	S/N estimada	tiempo exposición (s)
2500U / 5.27 Å	[OII] $\lambda$ 3727	15.00	18000
	H $\beta$ $\lambda$ 4959	17.00	
2500V / 6.87 Å	[OIII] $\lambda$ 4959	46.20	18000
	[OIII] $\lambda$ 5007	46.50	
2500R / 8.8 Å	H $\alpha$ $\lambda$ 6563	55.7	18000

Tabla 8: Resumen de los datos de salida de la calculadora de SNR de OSIRIS para una noche oscura y una anchura de rendija de 2.0 arcsec. Los valores de señal a ruido (S/N) se calcularon para fuentes extensas (de forma gaussiana) de 1.7 arcsec de FWHM y flujo de  $9 \times 10^{-17}$  erg/s/arcsec<sup>2</sup>, tamaño y flujo mínimos obtenido en §6.3. (ver también Apéndice B, §10.2.), con un nivel de continuo de 29 mag/arcsec<sup>2</sup>. Se estiman necesarias un total de 3 noches para obtener el tiempo total de exposición de  $3 \times 10 \times 1800$  s. Con estos tres grismas el rango espectral abarcado sería de [3500-7440] Å, en el que se encuentran las líneas espectrales necesarias para la determinación de la abundancia de Oxígeno y Nitrógeno y de la atenuación por polvo del gas ionizado. Nótese que, dados los valores tan altos que se obtendrían para la relación S/N en las líneas intensas mostradas, es concebible que en un objeto de posiblemente bastante baja abundancia metálica pudiéramos también detectar líneas aurales tales como [OIII]  $\lambda$ 4363.

## 8 . CONCLUSIONES

NGC0262 (Mrk348) es una galaxia bien conocida tanto por su núcleo activo (Noordermeer et al. 2005 y referencias que allí se citan), como por su disco de HI masivo (Huchra 1980 entre otros). Se resumen ahora las novedades que supone el trabajo que aquí se presenta:

(1) Se reconoce NGC0262 como una galaxia masiva de bajo brillo superficial, a partir de las observaciones en el óptico obtenidas para este estudio y datos de archivo en el UV, IR, y de HI en 21 cm. Estos mismos datos UV muestran que esta galaxia posee un disco UV extenso (XUV).

(2) La fotometría superficial obtenida en el óptico nos sirvió para caracterizar NGC0262 según una descomposición bulbo-disco y enmarcarla dentro de una muestra homogénea de mLSBs (O'Neil et al. 2007). Los perfiles en el UV cercano y lejano, muestran formas similares a las del óptico, exhibiendo colores planos en las zonas centrales del disco. El perfil de densidad superficial de gas neutro HI se extiende hasta 3 veces el disco XUV, de ~200 kpc de radio y coincide en forma con el resto de perfiles en el disco excepto en las partes más externas donde el perfil de gas se aplana mientras que la emisión UV continua disminuyendo, lo que parece indicar que en ese punto la densidad de gas no es suficiente para mantener ni siquiera un pequeño nivel de formación de estrellas, alcanzándose de manera efectiva el umbral de formación estelar (Martin y Kennicutt 2001).

(3) Los modelos de evolución de discos de galaxias espirales ajustados a nuestra fotometría superficial (Boissier y Prantzos 2000) atribuyen a NGC0262 una velocidad circular,  $V_c$ , de 267 km/s y un espín,  $\lambda$ , de 0.166. La comparación con estos modelos da resultados satisfactorios en todas las bandas lo que indica (1) que este objeto, y quizás otras galaxias mLSB y discos XUV, han mostrado una evolución suave en su historia de formación estelar y (2) que NGC0262 ha debido mostrar

<sup>‡</sup>Aunque existen datos disponibles del Telescopio Espacial (HST) en espectroscopía, no se han utilizado pues cubren únicamente el núcleo activo de la galaxia. Sin embargo, con observaciones profundas con el HST, que alcanza una resolución de ~0.1 arsec (unos 31 pc a la distancia de NGC0262), se podría mejorar el análisis hecho en este trabajo.

características de disco XUV durante gran parte de su vida, y que dicha emisión UV extensa es probablemente debida a sus valores extremos de masa y espín.

(4) NGC0262 presenta una función de luminosidad acumulada de sus regiones HII típica de una galaxia espiral tardía (Kennicutt et al. 1989). La luminosidad del disco está dominada por regiones HII gigantes ( $\sim 10^{39}$  erg/s), mientras que el núcleo y las fuentes compactas del anillo circunuclear representan la mayor parte ( $\sim 90\%$ ) de la luminosidad total detectada.

(5) Se encuentra que los ritmos de formación estelar, obtenidos a partir de la fotometría superficial en el UV, alcanzan valores muy pequeños  $\{\log(\text{SFR}[\text{M}_{\odot}/\text{año}/\text{kpc}^2]) \sim -4\}$ . A pesar de los bajos valores de densidad superficial de SFR alcanzados, en las regiones donde hay formación de estrellas se cumple la ley de formación de Schmidt-Kennicutt (Kennicutt 1998 y 1998b) con un exponente de  $N=1.4$ .

## 9. Comentarios y agradecimientos

Al empezar a escribir este trabajo abrí una tesis y en la sección de agradecimientos se podía leer: “Escribir esta sección es sin duda, la parte más agradecida de todo el trabajo hecho hasta ahora”. Esta afirmación, lejos de ser un simple juego de palabras, es “una verdad como un castillo”.

Son muchos a los que debo todo lo que soy y que forman parte, por tanto, de este trabajo, por eso agradezco la ayuda y opinión de todos aquéllos que alguna vez me la han dado y han servido para conformarme como lo que soy. Ellos sabrán quienes son. Tanto, los que me han querido bien, como los que me han querido mal.

Entre las personas que me han formado en mis primeros pasos en la astrofísica merecen mención especial Elisa de Castro, Manuel Cornide y Carmen Morales. Gracias.

Entre las personas que me han formado en mis primeros pasos como un tío hecho y derecho están Ramón y Felipe de *Fontanerías Luque S.L.* (Pinto) y Luis, Miguel y Cecilia de *La Fábrica. Museo de la Cerveza* (Alcorcón). Gracias. Os hecho de menos.

Gracias a la ayuda de Juan Carlos Muñoz-Mateos. Gracias por tus apuntes y explicaciones y espero que tengas mucha suerte en esta tu nueva etapa. Agradezco también el trabajo de Samuel Boissier, que nos permitió ampliar las posibilidades de nuestro trabajo.

Gracias también a la ayuda y apoyo ofrecido por Carlos e Inma y a la ayuda de la Formación de Profesional Investigador del Ministerio de Innovación y Ciencia que me ha servido de soporte estos últimos 3 meses.

Gracias también, a todos aquellos que han hecho posible que haga este trabajo: Coordinadores del POPIA, cuerpo administrativo y secretariado en general. Al fin y al cabo sin ellos no habría conocido a Armando, Doctor Armando Gil de Paz, un gran profesional y mejor persona. Gracias por dedicarme ese tiempo que a veces se merecían más los tuyos.

Gracias a mi familia, por su atención y comprensión.

Agradecimiento especial se merece Clara, que me ha acompañado todo este tiempo en el que he recibido su calor y cariño, los días que hacía frío y sus consejos, los días que estaba perdido, que no

han sido pocos.

Este trabajo fue realizado entre los meses de Marzo del 2009 y Febrero del 2010 dentro de la asignatura del Programa Oficial de Posgrado Interuniversitario de Astrofísica (POPIA) “Trabajo de Iniciación a la Investigación” de 25 créditos ECTS. Los resultados obtenidos se publicarán próximamente en A&A (Gil de Paz et al. 2010, en preparación).

GALEX (Galaxy Evolution Explorer) es un satélite de la clase *Small Explorer* de la NASA, lanzado en Abril del 2003 y que se desarrolló en cooperación entre el Instituto Tecnológico de California (Caltech), el *Centre National d'Etudes Spatiales* francés y el Ministerio de Ciencia y Tecnología sur-coreano. Tanto el equipo científico de la misión GALEX como los autores de este trabajo agradecemos el apoyo de la NASA, tanto en la construcción, como a nivel operacional y científico que ha hecho posible la esta misión. Este trabajo está basado también en observaciones realizadas en el Centro Astronómico Hispano Alemán (CAHA) en Calar Alto, que opera bajo la supervisión y control del Max-Planck Institut für Astronomie y el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA, CSIC). Los datos de imagen en 3.6 y 4.5  $\mu\text{m}$  fueron obtenidos usando la *Infrared Array Camera* (IRAC, Fazio et al. 2004) a bordo del satélite *Spitzer* de la NASA. Finalmente, para esta investigación se ha utilizado información sobre la galaxia NGC0262 obtenida de la base de datos NED cuyo funcionamiento está operado por el Jet Propulsion Laboratory, centro de la NASA que es gestionado por Caltech.

## 10. APÉNDICE

### 10.1. Apéndice A: Sustracción del cielo

A fin de proporcionar la fotometría superficial de la galaxia NGC0262 es necesario previamente realizar la sustracción del cielo medido en cada isofota (ver §5.1.). Para su cálculo se tomaron en cada filtro dos anillos concéntricos divididos en 45 celdas de 4000 píxeles cada una (y que excluían los píxeles afectados por estrellas de campo o galaxias de fondo) centrados en la galaxia pero con radios suficientemente grandes para no incluir ninguna emisión de la misma. Al enmascarar las estrellas de campo se extendía el tamaño de cada región hasta completar los 4000 píxeles no enmascarados (figura 16). Con ese mismo fin, se tomó la mediana como valor de la intensidad por píxel, menos sensible a píxeles individuales o grupos pequeños de píxeles calientes que no son parte del cielo. Se descartó el uso de la moda debido al bajo ritmo de cuentas en las imágenes UV y por tanto, el régimen fuertemente poissoniano de estos datos.

El cálculo de la incertidumbre en el brillo superficial se realizó como sigue (ver Gil de Paz & Madore 2005):

A partir de la expresión de la intensidad por píxel, podemos pasar a magnitud superficial por arcsec<sup>2</sup> usando:  $\Delta\mu = C_\lambda - 2.5 \log(I_\lambda - I_{sky,\lambda}) + 5 \log(\text{arcsec píxel}^{-1})$ .

Por propagación de errores podemos llegar a la siguiente estimación de la incertidumbre:

$$\Delta\mu_\lambda = \sqrt{\Delta C_\lambda^2 + \left[ \frac{2.5 \log(e)}{I_\lambda - I_{sky,\lambda}} \right]^2 \left[ \left( \frac{rms_{isofota}}{\sqrt{N_{isofota}}} \right)^2 + \Delta I_{sky,\lambda}^2 \right]}$$

Donde  $N_{isofota}$  es el número de píxeles considerados en cada isofota para hallar el valor de intensidad por píxel.  $\Delta I_{sky,\lambda}^2$  lo podemos descomponer en dos términos: (1) aquel referido a la variabilidad píxel a píxel, que es combinación de ruido poissoniano y el ruido debido a errores en la corrección de *flat* de alta frecuencia y (2) otro término que da cuenta de la variabilidad a baja

frecuencia, debido a la existencia de fondo de cielo no plano o incertidumbre a gran escala en la corrección de *flat-field*. Así, en nuestro cálculo, el primer término lo obtenemos a partir de la desviación estándar  $\sigma_{sky}$  media promediando los valores de la desviación estándar de las  $45 \times 2$  regiones de 4000 píxeles en los anillos y el segundo, determinando la desviación estándar de las medias de dichos  $45 \times 2$  anillos. Con todo ello, la expresión para el cálculo de la incertidumbre

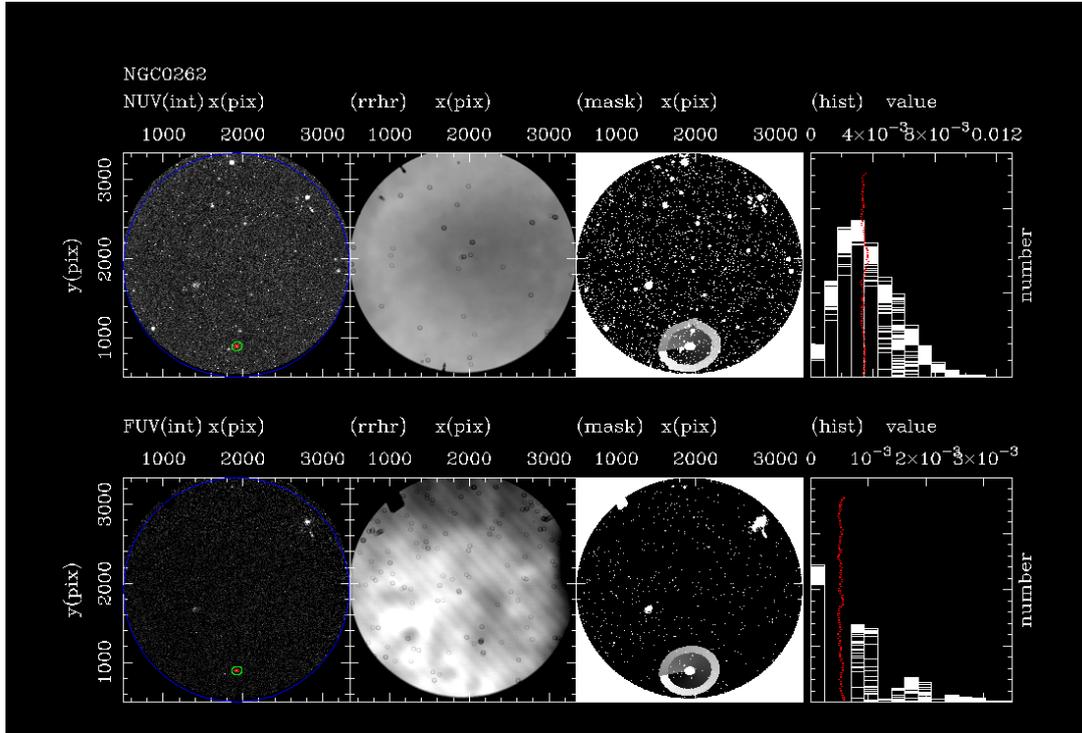


Figura 16: Imagen de salida del programa de cálculo del cielo alrededor de la galaxia NGC0262 en las imágenes GALEX: *NUV* (arriba) y *FUV* (abajo). En la primera imagen de la secuencia se señala el objeto en la imagen de gran campo; con un círculo rojo se marca la elipse D25 y con verde  $4 \times D25$ . En la siguiente imagen se muestra el “high resolution response map”, que viene a indicar el tiempo de exposición efectivo (teniendo en cuenta la variación espacial de la eficiencia del sistema) en el campo de visión de GALEX. En la tercera, se muestran los dos anillos en los que se mide el cielo (conformados por las 45 celdas cada uno en diferentes tonos de grises) superpuestos a la máscara de fuentes detectadas por el código de detección de fuentes utilizado por el equipo de la misión GALEX y que está basado en SExtractor. El histograma con los valores de los píxeles de estos anillos se ilustra en la última imagen. En rojo aparece el valor de la mediana en cada anillo (valor del cielo cuyo promedio se sustrae para hacer la fotometría) junto con las barras de error asociadas.

queda:

$$\Delta I_{sky,\lambda}^2 = \frac{\langle \sigma_{sky} \rangle^2}{N_{isofota}} + \max \left( \sigma_{(sky)}^2 - \frac{\langle \sigma_{sky} \rangle^2}{N_{anillo}}, 0 \right)$$

## 10.2. Apéndice B: Cúmulos detectados en NGC 0262 con SExtractor

#reg.	F ( $10^{-15}$ erg/s/cm $^2$ )	LH $\alpha$ ( $10^{37}$ erg/s)	R (arcsec)	D (kpc)	notas	#reg.	F ( $10^{-15}$ erg/s/cm $^2$ )	LH $\alpha$ ( $10^{37}$ erg/s)	R (arcsec)	D (kpc)	notas
1	0.1	4.82	3.64	39.38		42	0.32	15.79	3.39	18.83	
2	0.4	19.47	5.78	60.05		43	0.16	8.04	2.33	18.76	
3	3.37	164.46	8	63.07	e, g	44	206.6	10095.73	8.64	22.30	c, g
4	0.62	30.27	6.56	39.06		45	0.64	31.3	3.78	12.82	

#reg.	F ( $10^{-15}$ erg/s/cm $^2$ )	LH $\alpha$ ( $10^{37}$ erg/s)	R (arcsec)	D (kpc)	notas	#reg.	F ( $10^{-15}$ erg/s/cm $^2$ )	LH $\alpha$ ( $10^{37}$ erg/s)	R (arcsec)	D (kpc)	notas
5	0.56	27.54	5.56	34.76		46	0.36	17.51	4.44	4.25	
6	0.1	4.88	1.69	55.54	i	47	0.43	21.12	4.79	4.32	
7	0.44	21.62	4.74	55.55		48	0.55	27.03	4.41	32.88	
8	0.79	38.69	5.09	24.68		49	1.06	51.62	3.57	7.73	
9	0.44	21.33	4	23.93		50	1.07	52.23	6.39	12.37	
10	0.18	8.77	3.18	24.15		51	2.23	109.16	5.92	16.70	g
11	0.24	11.66	5.56	21.61		52	2.18	106.48	8.48	17.51	g
12	1.16	56.75	4.73	18.93		53	2.41	117.57	5.06	14.14	g
13	1.6	78.08	5.73	18.68		54	1.24	60.44	4.35	8.01	
14	2.27	111.08	7.04	26.51	g	55	3	146.49	10.24	4.43	g
15	1.27	62.28	3.97	17.46		56	0.98	47.68	6.33	16.60	
16	0.64	31.39	3.66	13.50		57	0.47	22.87	4.95	3.97	
17	1.33	65.21	8.74	25.76		58	0.2	9.74	2.53	16.60	
18	0.21	10.03	4.95	14.89		59	0.26	12.47	2.78	17.03	
19	0.21	10.49	2.81	14.27		60	0.78	38.12	4.34	4.72	
20	0.72	34.97	3.48	24.20		61	1.04	50.93	4.87	8.38	
21	0.16	7.94	2.38	20.50		62	0.51	24.99	3.33	8.70	
22	0.16	7.76	2.45	20.86		63	1.65	80.79	4.43	14.78	
23	1.33	64.85	6.2	9.95		64	0.48	23.54	4.84	32.22	
24	1.38	67.46	6.46	10.32		65	0.72	35.11	4.91	14.41	
25	0.97	47.31	4.5	9.76		66	0.5	24.38	3.81	18.40	
26	2.62	127.94	8.13	10.76	g	67	0.22	10.74	3.54	13.97	
27	0.55	26.71	3.34	23.78		68	0.61	29.9	3.53	13.38	
28	2.35	114.63	3.34	16.19	g	69	0.74	36.25	3.87	15.27	
29	0.29	14.03	3.3	44.66		70	0.52	25.61	4.55	10.80	
30	0.18	8.69	2.76	45.11		71	5.47	267.33	6.41	10.72	g
31	1.53	74.7	3.36	11.18		72	2.16	105.77	4.21	11.43	g
32	0.53	25.76	3.82	13.76		73	1.39	68.13	5.12	15.00	
33	0.9	43.84	4.01	6.64		74	2.43	118.59	9.01	14.11	g
34	0.47	23.06	5.12	5.90		75	0.96	46.75	3.63	24.40	
35	3.09	150.84	4.56	16.78	g	76	0.26	12.76	3.06	14.07	
36	4.04	197.36	13.03	17.66	g, h	77	0.23	11.38	3.66	14.37	
37	0.14	6.65	4.97	14.03		78	0.2	10	2.17	15.02	
38	0.09	4.63	1.78	13.52		79	1.71	83.69	6.76	14.45	
39	1.99	97.08	6.14	19.74		80	0.95	46.64	5.82	43.86	d
40	1.1	53.56	3.62	3.57		81	0.91	44.37	7.89	30.90	f
41	456.46	22305.01	7.27	0.07	b, g	82	6.73	329	8.47	44.12	d, g
A2	2.89	141.15	3.12	1.47	a	83	0.5	24.26	3.46	44.99	d

#reg.	F ( $10^{-15}$ erg/s/cm <sup>2</sup> )	LH $\alpha$ ( $10^{37}$ erg/s)	R (arcsec)	D (kpc)	notas	#reg.	F ( $10^{-15}$ erg/s/cm <sup>2</sup> )	LH $\alpha$ ( $10^{37}$ erg/s)	R (arcsec)	D (kpc)	notas
A3	1.21	58.97	3.2	1.09		84	0.22	10.98	3.2	37.34	
A4	10.13	494.86	5.52	1.38	a	85	0.26	12.47	2.49	37.92	
A5	7.04	343.86	4.36	1.53	a	86	0.24	11.94	3.28	39.63	
A6	11.18	546.08	4.84	1.37	a						
A7	8.3	405.41	4.53	1.54	a						

Tabla 9: Propiedades de las regiones H $\alpha$ . Se incluye: (#reg.) Número asignado por SExtractor a cada región. Para referirnos a los cúmulos del anillo hemos utilizado la letra “A”, seguido del número de identificación. (F) Flujo total. (LH $\alpha$ ) luminosidad total. (R) longitud del semieje mayor de la apertura considerada para cada cúmulo. (D) distancia galactocéntrica al centroide de cada apertura. Notas: (a) Región perteneciente al anillo, (b), región bulbo, (c) galaxia enana compañera (LEDA 212600), (d), cúmulos aislados del NE, (e), cúmulos aislados del SE, (f), cúmulos aislados del SO, (g), cúmulos *muy brillantes/gigantes* según la clasificación de Kennicutt et al. (1989), (h), cúmulo con mayor tamaño, R, (i), cúmulo de menor tamaño.

### 10.3. Apéndice C: Ajuste de los modelos

Se representan aquí los resultados de los ajustes a los modelos de evolución de discos de NGC0262 (§5.2.). En la figura 17 se muestra la distribución del  $\chi^2$  reducido del ajuste. Los dos paneles de la izquierda muestran el  $\chi^2$  frente a  $\lambda$  y  $V_c$ , respectivamente. El mapa de colores muestra regiones de  $\chi^2$  bajo (en morado) y  $\chi^2$  alto (en amarillo). El punto negro indica el valor con el  $\chi^2$  mínimo, y la barra de error engloba los valores con  $\chi^2 < 2 \times \text{mín}(\chi^2)$ . El panel inferior izquierdo muestra  $\chi^2$  en función de ambos parámetros a la vez, siendo el punto rojo el mejor modelo. Finalmente, los paneles de la derecha muestran la distribución de  $\chi^2$  para cada banda por separado (el punto rojo sigue mostrando el mejor modelo global).

En figura 18 se dibujan los perfiles de brillo. Los puntos grises son los perfiles observados, corregidos sólo de extinción de la Vía Láctea, mientras que los negros están además corregidos de extinción interna, usando el color (FUV – NUV) (Muñoz-Mateos et al. 2009). Ambos perfiles, gris y negro, están corregidos de inclinación usando los valores de los semiejes mayor ( $a$ ) y menor ( $b$ ), de tal modo que la magnitud calculada a partir de la observada es:  $\mu_{corr} = \mu_{obs} - 2.5 \times \log(b/a)$ , asumiendo que el disco es intrínsecamente circular. El ajuste se hace sólo a los perfiles corregidos de extinción interna, los perfiles en gris se muestran como referencia. Sólo se han considerado los puntos entre 20 y 100 arcsec. El mejor modelo está indicado con una línea roja, y la banda engloba todos los modelos cuyos parámetros  $\lambda$  y  $V_c$  están dentro de los intervalos de error que se estiman para estos parámetros. Se ha omitido el resultado del ajuste al perfil en  $4.5 \mu\text{m}$ , al ser este prácticamente idéntico al de  $3.5 \mu\text{m}$ .

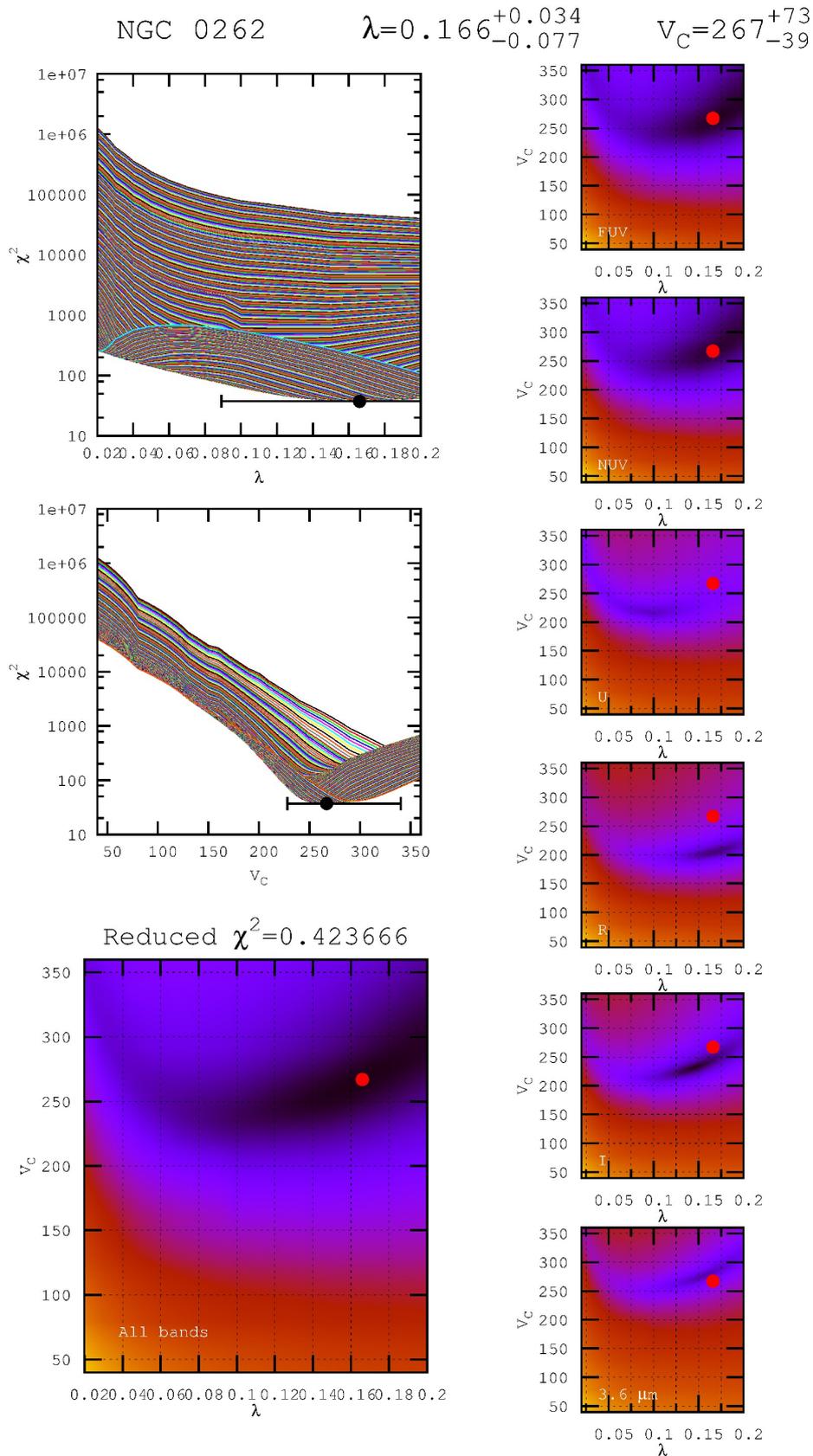


Figura 17: Resultados del ajuste a los modelos de disco. Distribución del  $\chi^2$  reducido del ajuste. Ver texto.

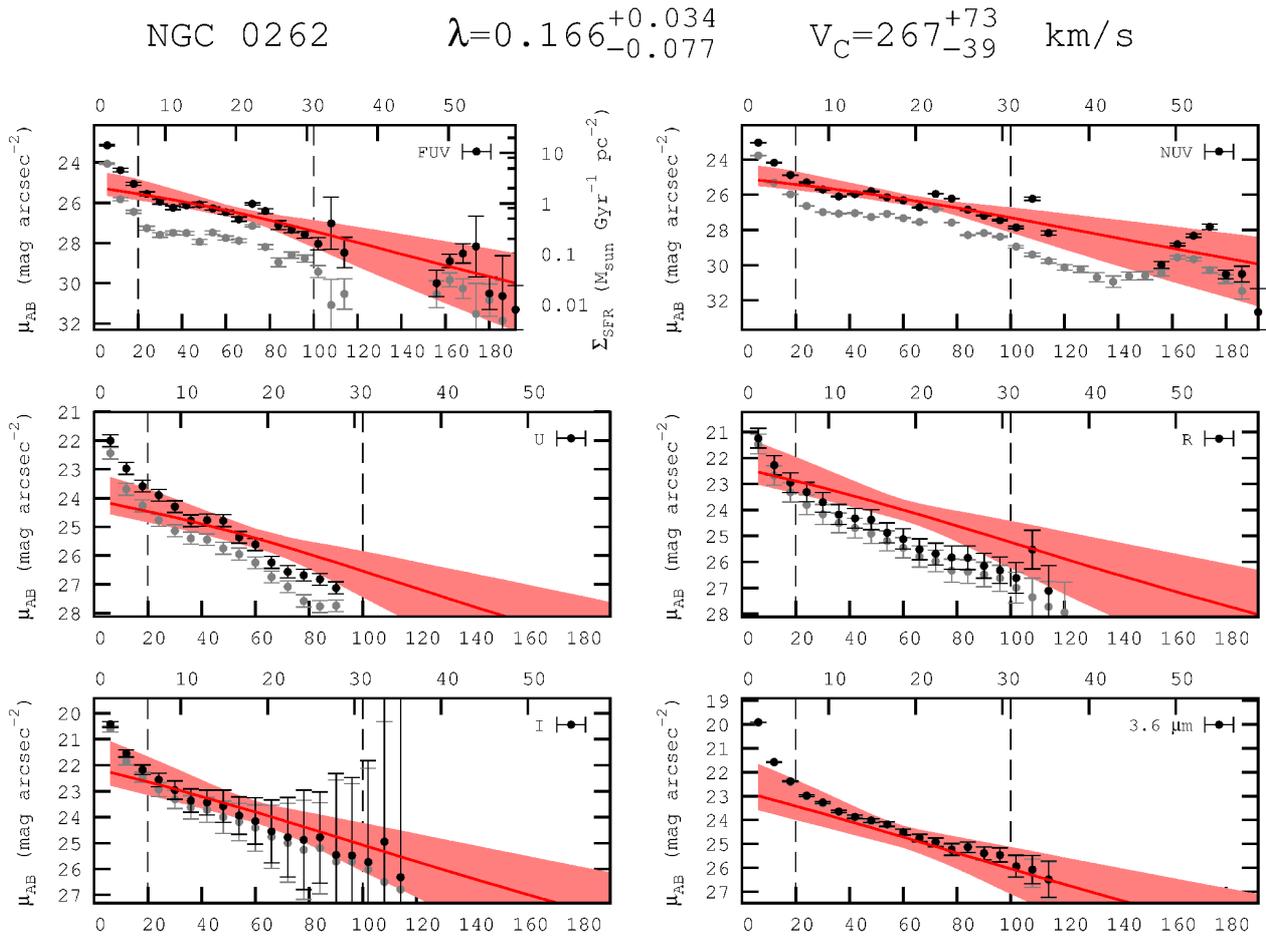


Figura 18: Perfiles de brillo ajustados. La resolución espacial está dada por los perfiles del ultravioleta (6 arcsec). Los perfiles en negro están corregidos de extinción MW, extinción interna e inclinación. Los perfiles en gris no están corregidos de extinción interna. La corrección a partir del ultravioleta (ver §5.2.) es más o menos constante, debido a los colores planos que presenta esta galaxia. El mejor ajuste (línea roja), se refiere a éstos últimos. Ver §10.3. para más información.

## 11. REFERENCIAS

- Barth A.J 2007, AJ 133, 1085  
 Bessell, M. S. 1990, PASP, 102, 1181  
 Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393  
 Boissier, S., & Prantzos, N., 2000, MNRAS, 312, 398  
 Boissier, S., Monnier Ragainne, D., Prantzos, N., van Driel, W., Balkowski, C., & O'Neil, K. 2003, MNRAS, 343, 653  
 Boissier, S. et al., 2007, ApJSS, 173, 524  
 Boissier, S. et al., 2008, ApJ, 681, 244  
 Bothum, G. D., Beers, T. C., Mould, J. R., & Huchra, J. P. 1985, AJ, 90, 2487  
 Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Fouqué P., & Paturel, G., 1990, A&ASS, 82, 391  
 Cardamone, C. N., Moran, E. C., & Kay L. E., 2007, AJ, 134, 1263  
 Cowie, L. L., Songaila, A., Hu, E. M. & Cohen, J. G., 1996, AJ, 112, 839  
 Dong, H., Calzetti, D., Regan, M., Thilker, D., Bianchi, L., Meurer, R., & Walter, F., 2008, ApJ, 136, 479  
 Fazio G. G., et al., 2004, ApJS, 154, 10  
 Gerritsen, J. P. E., & de Blok, W. J. G., 1999, A&A, 342, 655  
 Gil de Paz, A., B. F. Madore & O. Pevunova. 2003 ApJS, 147, apéndice en 56:59  
 Gil de Paz, A. et al., 2005, ApJ, 627, L29  
 Gil de Paz, A. & B. F. Madore, 2005, AJSS, 156, en 346  
 Gil de Paz, A. et al., 2007, ApJS, 173, 185  
 Gil de Paz, A. et al., 2007b, ApJ, 661,134

- Heckman, T. M., Sancisi, R., Balick, B., & Sullivan, W. T., 1982, MNRAS, 199, 425
- Hibbard, J.E., van Gorkom, J.H., Rupen, M.P., & Schiminovich, D.S., 2001, in ASP Conf. Ser. 240, 659
- Huchra J., 1980, ApJ, L11
- Kamphuis, J. J., Sijbring, D., & van Albada, T. S., 1996, A&AS, 116, 15
- Kennicutt, R. C., Jr., Edgar, B. K., Hodge, P. W. , 1989, ApJ, 337, 761
- Kennicutt, R. C., Jr., 1998, ApJ, 498, 541
- , 1998b, ARA&A, 36, 189
- Kennicutt, R. C., Jr. et al. 2003, PASP, 115, 928
- Kron, R. G., 1980, AJ, 43, 305
- Kroupa P., Tout C., Gilmore G., 1993, MNRAS, 262, 545
- Kroupa P., 2001, MNRAS, 322, 231
- Kucio de Naray, R., McGaugh, S. S., de Blok, W. J. G., 2004, MNRAS, 355, 887
- Landolt, A. U. , 1992, AJ, 104, 1
- , 2009, AJ, 137, 4186
- Lee, J. C., et al., 2009, ApJ, 706, 599
- Lupton, R., Blanton, M.m R., Fekete, G., Hogg, D. W., O'Mullane, W., Szalay, A.
- Martin, C. L. & Kennicutt, R. C., Jr., ApJ, 555, 301
- McGaugh, S. S., De Blok W., 1997, ApJ, 481, 689
- McGaugh, S. S., & Bothun, G., 1994 AJ 107, 530
- Mollá, M., & Díaz, A. I., 2005, MNRAS, 358, 521
- Muñoz-Mateos, J. C., Gil de Paz, A., Boissier, S., Zamorano, J., Jarrett, T., Gallego, J. & Madore, B. F., 2007, ApJ, 658, 1006
- Muñoz-Mateos, J.C., et al., 2009, ApJ, 703, 1569
- Muñoz-Mateos, J. C., et al. 2010, en preparación
- Meurer, G. R., Wong, O. I., & Hanish D. J., 2008, AIPCP, 1035, 119
- Mo, H., Mao, S., & White, S., 1998, MNRAS, 295, 319 (MMW98)
- Noordermeer, E.; van der Hulst, J. M.; Sancisi, R.; Swaters, R. A.; van Albada, T. S., 2005, A&A, 442, 137
- Oke, J. B., 1974 ApJs, 27, 21
- , 1990 AJ, 99, 5.
- O'Neil, K., Bothun, G. D., van Driel, W., & Monnier-Ragaigne, D., 2004, A&A, 428, 823
- O'Neil, K., Oey, M., S. & Bothun, G. 2007, AJ 134, 547
- O'Neil, K., AIP Conference Proceedings, 2008, 1035, 112
- Swaters, R. A., van Albada, T. S., van der Hulst, J. M., & Sancisi, R., 2002, A&A, 419, 821
- Tovmassian, H. M. & Terzian Y., 1974, PASP, 86, 649-651
- Weedman, D.W., 1977, ARA&A, 15, 69-95
- Sprayberry, D., Impey, C. D., Bothun, G. D., & Irwin, M. J., 1995, AJ, 10, 558
- Stoklasová, I. et al., 2009, A&A, 500, 1287–1325
- Thilker, D. A., Braun, R., & Walterbos, R. A. M. 2000 AJ, 120, 3070
- Thilker, D. A. et al., 2007, ApJSS, 173, 538-571
- Thilker, D. A. et al., 2007b, ApJSS, 173, 572
- Thilker, D. A., Bianchi, L. & GALEX Science Team, 2010, Bulletin of AAS, 41, 382
- Werner M. W. et al., 2004, ApJS, 154, 1