



PONTIFICIA UNIVERSIDAD CATÓLICA DE CHILE

FACULTAD DE FÍSICA

DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

Determinación de Masa para Cúmulos del RCS

por

Cristina Javiera García Vergara

Informe de práctica presentado a la Facultad de Física de la Pontificia
Universidad Católica de Chile, como requisito para optar al grado
académico de Licenciado en Astronomía.

Profesor Guía : Dr. Luis Felipe Barrientos

Comisión Informante : Dr. Nelson Padilla

Dr. Dante Minniti

Agosto de 2010

Santiago, Chile

Agradecimientos

Agradezco a mi profesor guía Felipe Barrientos por su tiempo, enseñanza, consejos y por confiar en mis capacidades. A Juan Véliz por su buena disposición y soporte técnico. A Timo Anguita y Harold Francke por sus útiles sugerencias y comentarios. A Ignacio Toledo, Cristóbal Sifón y Mauricio Carrasco por su paciencia, buena voluntad y ayuda desinteresada.

También me gustaría agradecer a mis amigos Cristina, Romina, Alejandra, Andrea, Fabiola, Daniela y Juan Carlos por su cariño, alegría y buenos consejos.

Agradezco a Claudio Navarro por ser mi mayor apoyo, por su compañía, complicidad y amor.

Finalmente agradezco a mis padres, por el esfuerzo que han hecho para que yo pueda cumplir con lo que me he propuesto, por su apoyo incondicional, sus consejos, su comprensión y todo el cariño que me han dado.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Cúmulos de Galaxias	1
1.1.1. Cúmulos de Galaxias y Cosmología	2
1.1.2. Cúmulos de Galaxias como Lentes Gravitacionales	3
1.2. Determinación de Masa para Cúmulos de Galaxias	5
1.2.1. Determinación de Masa a partir de la Emisión de Rayos X	6
1.2.2. Determinación de Masa a partir de la Dispersión de Velocidades	6
1.2.3. Determinación de Masas a partir de Lentes Gravitacionales	10
1.3. <i>Red-Sequence Cluster Survey 2 (RCS2)</i>	15
2. Observaciones	17
2.1. Caracterización de los Instrumentos	17
2.1.1. IMACS	17
2.1.2. GISMO	18
2.2. Descripción de las observaciones	20
3. Reducción de datos	23
3.1. COSMOS	23
3.1.1. Archivos de Entrada	23

3.1.2.	Alineamiento de la Máscara con el Plano Focal de la CCD	24
3.1.3.	Producción de un Mapa Espectral más Exacto	25
3.1.4.	Reducción Espectral	25
3.2.	Control de Calidad	26
3.3.	Extracción de Espectros	27
4.	Medición del <i>Redshift</i> de las Galaxias	29
4.1.	Medición Usando la Rutina <i>viewspectra</i> de COSMOS	30
4.2.	Medición Usando la Rutina <i>rvsao-xcsao</i> de IRAF	30
4.3.	Resultados	31
5.	Determinación de la Masa de los Cúmulos	35
5.1.	Determinación de la Masa Dinámica	35
5.1.1.	Cálculo del <i>Redshift</i> y de la Dispersión de <i>Redshift</i>	35
5.1.2.	Cálculo de la Dispersión de Velocidades y Masa de los Cúmulos	40
5.2.	Determinación de la Masa Usando Lentes Gravitacionales	42
6.	Análisis y Discusión	49
6.1.	Perfil de Masa de los Cúmulos	49
6.2.	Densidad de Galaxias según su Tipo Espectral	51
6.3.	Perfeccionamiento de las Mediciones Realizadas	53
7.	Conclusiones	57
A.	Imágenes Obtenidas Durante la Reducción de Datos	59
B.	Interfaz de los Programas para la Medición de Redshift	63
C.	Resultado de la Medición de Redshift de las Galaxias	69

Resumen

Se trabajó con dos cúmulos de galaxias del RCS2 que actúan como lentes gravitacionales fuertes. Las observaciones se realizaron con el nuevo instrumento GISMO, que permite realizar espectroscopía multi-objeto obteniendo espectros de ~ 100 galaxias por cúmulo, usando una sola máscara. La reducción y calibración de datos fue realizada con el software COSMOS. Se logró medir el *redshift* de ~ 50 galaxias por cúmulo, pudiendo determinar valores precisos para el *redshift* y la masa de cada cúmulo. Para el cúmulo RCS2329-5295 se encontraron 34 miembros y se obtuvo un *redshift* de $z = 0.5325 \pm 0.0004$ y una masa $M_{200} = (8.71 \pm 1.24) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$. Para el cúmulo RCS0047-1879 se encontraron 20 miembros y se obtuvo un *redshift* $z = 0.7255 \pm 0.0003$ y una masa $M_{200} = (2.26 \pm 1.22) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$. Usando el efecto de lente gravitacional y suponiendo una distribución de masa esféricamente simétrica para los cúmulos, se calculó la masa contenida dentro del radio de Einstein, obteniendo valores de $M(\lesssim \theta_E) = (0.23 \pm 0.04) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$ para RCS2329-5295, y $M(\lesssim \theta_E) = (2.61 \pm 2.10) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$ para RCS0047-1879. Este cálculo se hizo usando modelos que hacen suposiciones poco consistentes con la teoría actual de lentes gravitacionales, por lo que se obtuvieron valores poco precisos. Sin duda que el cálculo de la masa a través de este método puede ser mejorada usando modelos más exactos. Finalmente se estudió la densidad de galaxias según su tipo espectral para ambos cúmulos.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Cúmulos de Galaxias

Las galaxias no están distribuidas de manera uniforme en el Universo. Casi la mitad de las galaxias existentes, se encuentran en grupos ó cúmulos de galaxias. Los cúmulos de galaxias son las estructuras más masivas, ligadas gravitacionalmente en el Universo, y contienen al menos 50 galaxias cada uno. Aproximadamente el 5% – 10% de las galaxias están en cúmulos. Valores típicos de su masa son $M \sim 10^{14} - 10^{15} M_{\odot} h^{-1}$ y su tamaño varía entre $\sim 1 - 3 Mpc h^{-1}$. Las galaxias en cada uno de los cúmulos, se encuentran todas a un mismo *redshift*, es decir en una misma época del Universo. Además se han detectado en un amplio rango de distancias. Estas propiedades hacen que a través de ellos se puedan estudiar características de evolución tanto de las mismas galaxias, como de la estructura a gran escala.

Originalmente, los cúmulos de galaxias fueron caracterizados por la concentración espacial de galaxias observadas. Hoy se sabe que, aunque las galaxias determinan la apariencia óptica de un cúmulo, la masa contenida en galaxias, contribuye sólo en una pequeña fracción al total de la masa del cúmulo. Ésto fue por primera vez propuesto por Zwicky en 1933, cuando

encontró que la masa requerida para que el cúmulo que estaba en la constelación de Coma estuviera gravitacionalmente ligado debía ser ~ 100 veces más grande que la suma de la masa de las galaxias individuales (Zwicky 1933, 1937). La masa de los cúmulos de galaxias consiste en estrellas ($\sim 3\%$), gas caliente y otras partículas presentes en el medio intracúmulo ($\sim 15\%$) y materia oscura ($\gtrsim 80\%$). La presencia de materia oscura en cúmulos se ha comprobado a través de la determinación de sus masas mediante distintos métodos, como por ejemplo estudiando la dinámica de las galaxias ó usando la teoría de lentes gravitacionales.

Los cúmulos de galaxias tienen diversas propiedades que han sido estudiadas. Se han analizado relaciones color-magnitud de las galaxias de los cúmulos (McIntosh et al. 2005), de las cuales se infiere que galaxias más luminosas son más rojas. También se ha observado una relación densidad-morfología de las galaxias, la cual indica que galaxias elípticas tienden a poblar la parte interior de los cúmulos, mientras que galaxias espirales tienden a poblar las regiones más externas de ellos (Dressler 1980).

1.1.1. Cúmulos de Galaxias y Cosmología

Los cúmulos de galaxias son las estructuras más masivas ligadas y relajadas en el Universo. Ésto junto al hecho de que su escala de tiempo dinámico no es mucho más pequeña que el tiempo de Hubble (y por lo tanto conservan “memoria” de su formación), hace que los cúmulos sean de gran interés para la cosmología.

Durante los últimos años se ha encontrado evidencia observacional de la expansión acelerada del Universo, ya que han ido mejorando cada vez más las mediciones del *Cosmic Microwave Background* (CMB) y de las Supernovas a alto *redshift* (Jaffe et al. 2001; Riess et al. 2004). La causa de esta expansión acelerada es atribuída a la energía oscura, y las mediciones del

CMB y Supernovas han dado cuenta de ésta como una componente dominante del Universo. No está claro aún qué es la energía oscura, ni como se comporta, por lo que mejorar su comprensión y entender como ésta evoluciona en el tiempo es una de las tareas más grandes que inquieta a la cosmología en esta década. Un primer paso para cumplir con este propósito, es la medición de un parámetro w que indica la razón entre la presión P y la densidad de energía ρ de la energía oscura, $w = P/\rho$. Esta relación es la ecuación de estado de la energía oscura, cuya medición ayudaría a caracterizarla y a entender como se comporta, poniendo así restricciones, por ejemplo, sobre el futuro del Universo.

Dada la importancia de la determinación de w , se espera que varios métodos en forma independiente sean capaces de medir su valor. Los dos métodos principales que se proponen para la medición del parámetro w , son el estudio de la relación distancia-*redshift* con Supernovas de tipo Ia, y la propuesta de *surveys* para medir la oscilación de bariones en el espectro de potencia de galaxias (Blake & Glazebrook 2003). Una tercera alternativa es medir el crecimiento de estructuras en función del *redshift*, en particular, la medición de abundancias de cúmulos de galaxias en función de la masa y *redshift*. La función de masa de cúmulos de galaxias es una excelente alternativa, debido a que combina sensibilidad al volumen comóvil como también al crecimiento de estructura de gran escala.

1.1.2. Cúmulos de Galaxias como Lentes Gravitacionales

Una de las predicciones de Einstein en su teoría de gravitación, dice que la luz, al igual que las partículas masivas, es deflectada en un campo gravitacional. Cuantitativamente, Einstein predijo que un rayo de luz que pasa a una distancia ξ de una masa puntual M es deflectada por un ángulo $\hat{\alpha}$ dado por:

$$\hat{\alpha} = \frac{4GM}{c^2\xi} \quad (1.1)$$

1.1. CÚMULOS DE GALAXIAS

A partir de este fenómeno, se consideró otro escenario: Si la deflexión de la luz fuera lo suficientemente fuerte, la luz de una fuente muy distante podría ser visible en dos posiciones en el cielo. Si se piensa en una concentración de masa ubicada entre el observador y la fuente, un rayo de luz podría verse a la derecha de la fuente, y el segundo a la izquierda, tal como se muestra en la Fig. (1.1). Este efecto es llamado lente gravitacional.

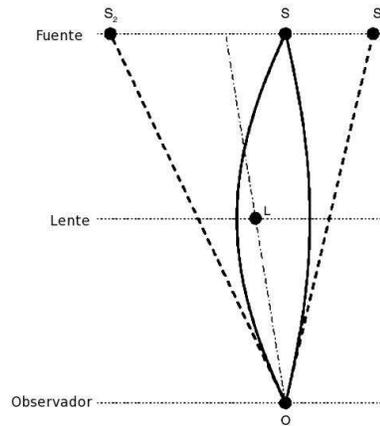


Figura 1.1: Sistema de lente gravitacional. Si una concentración de masa suficientemente masiva está ubicada entre el observador y una fuente distante, puede ocurrir que se observe esta fuente en dos posiciones distintas sobre la esfera.

En 1986, dos grupos en forma independiente (Lynds and Petrosian 1986; Soucail et al. 1987), descubrieron fuentes inusualmente deformadas en forma de arco en dos cúmulos de galaxias a alto *redshift* (cúmulo C1 2244-02 a *redshift* $z = 0.33$ y cúmulo A2218 a *redshift* $z = 0.175$). La espectroscopía del arco, mostró que la fuente estaba a un *redshift* mucho más alto que el cúmulo, por lo que se concluyó, que el arco era una fuente que estaba detrás del cúmulo, y que estaba sujeta al efecto de lente gravitacional. Por deflexión diferencial de la luz, el rayo de luz de la fuente puede ser distorsionado de tal forma que se producen imágenes en forma de un arco altamente elongado. De esta manera se descubrió que los cúmulos de galaxias

1.2. DETERMINACIÓN DE MASA PARA CÚMULOS DE GALAXIAS

pueden actuar como lentes gravitacionales fuertes, y por lo tanto se puede calcular su masa, dada por la relación (1.1) a partir de la observación de este fenómeno. En la Fig. (1.2) se muestran ejemplos de arcos observados.

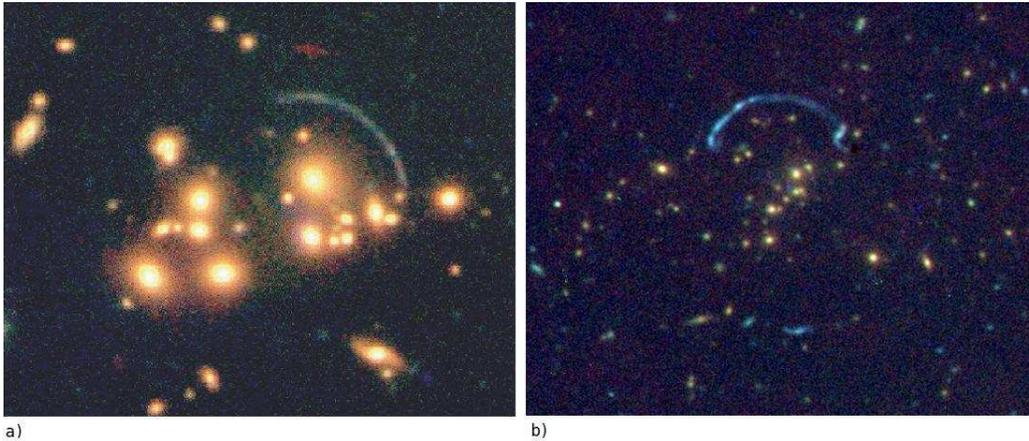


Figura 1.2: **a)** Cúmulo de galaxias C1 2244-02 a *redshift* $z = 0.33$. El *redshift* del arco es $z_s = 2.24$. Ésta fue la primera galaxia detectada a $z > 2$. **b)** Cúmulo de galaxias RCS0310-1502 a *redshift* $z = 0.5605$. El *redshift* del arco es $z_s = 1.7009$, observado en 2006.

Existen modelos que predicen una variedad de morfologías posibles para los arcos y las posiciones de múltiples imágenes, a partir de la distribución asimétrica de masa de los cúmulos (Fort & Mellier 1994). La morfología observada del arco, dependerá también de la posición de la fuente con respecto al cúmulo y con respecto al observador.

1.2. Determinación de Masa para Cúmulos de Galaxias

La determinación de la masa de cúmulos de galaxias es de suma importancia, especialmente para la cosmología. Es por eso que se han desarrollado distintos métodos para su medición. A continuación se presentan los tres más importantes.

1.2.1. Determinación de Masa a partir de la Emisión de Rayos X

En 1960 el satélite *Uhuro* reveló que los cúmulos de galaxias son intensas fuentes de radiación en rayos X, la cual es emitida por un gas caliente ($T \sim 3 \times 10^7 K$) ubicado entre las galaxias. Esta radiación, no varía en tiempos de escala sobre el cual ésta ha sido observada ($\lesssim 30$ yr). El origen de la luminosidad en rayos X, fue interpretada como un proceso de emisión vía bremsstrahlung (radiación *free-free*) a partir de un plasma caliente intracúmulo (Felten et al. 1966). Se ha calculado la masa de cúmulos, basándose en la temperatura de rayos X, y se han obtenido valores comparables a la masa derivada a partir de la dispersión de velocidades de los cúmulos de galaxias.

1.2.2. Determinación de Masa a partir de la Dispersión de Velocidades

Consideremos un tiempo de escala dinámico t_{cross} para los cúmulos, definido como el tiempo que necesita una galaxia típica en atravesar una vez el cúmulo. Si el tiempo t_{cross} es más corto que la edad del Universo, entonces se puede concluir que los cúmulos de galaxias son sistemas gravitacionalmente ligados, y se puede suponer que están en equilibrio virial, por lo cual el teorema del virial es aplicable, y dado por

$$2E_{cin} + E_{pot} = 0, \quad (1.2)$$

donde E_{cin} es la energía cinética y E_{pot} es la energía potencial del cúmulo de galaxias, dados por

$$E_{cin} = \frac{1}{2} \sum_i m_i v_i^2; \quad E_{pot} = -\frac{1}{2} \sum_{i \neq j} \frac{G m_i m_j}{r_{ij}} \quad (1.3)$$

donde m_i es la masa de la i -ésima galaxia, v_i es el valor absoluto de su velocidad, r_{ij} es la separación espacial entre la i -ésima y la j -ésima galaxia y G es la constante de gravitación universal. El factor $1/2$ que está delante de la sumatoria de la energía potencial, asegura que

1.2. DETERMINACIÓN DE MASA PARA CÚMULOS DE GALAXIAS

cada par de galaxias se cuenta sólo una vez para el cálculo.

Se define la masa total del cúmulo como

$$M = \sum_i m_i, \quad (1.4)$$

la dispersión de velocidad, pesada por la masa de las galaxias como

$$\langle v^2 \rangle = \frac{1}{M} \sum_i m_i v_i^2 \quad (1.5)$$

y el radio gravitacional como

$$r_G = 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{r_{ij}} \right)^{-1} \quad (1.6)$$

Reemplazando las ecuaciones (1.5) y (1.6) en (1.3), se obtiene

$$E_{cin} = \frac{M}{2} \langle v^2 \rangle; \quad E_{pot} = -\frac{GM^2}{r_G} \quad (1.7)$$

Aplicando el teorema del virial dado por (1.2) se obtiene

$$M = \frac{r_G \langle v^2 \rangle}{G} \quad (1.8)$$

Esta derivación para la masa de un cúmulo, usa las separaciones tridimensionales r_i de las galaxias desde el centro del cúmulo, lo cual no es observable. Para que sea posible aplicar esta ecuación a las observaciones es necesario tener algunas consideraciones, ya que, en principio, los valores de $\langle v^2 \rangle$ y r_G no son exactamente conocidos.

- **Cálculo de $\langle v^2 \rangle$:** Es posible encontrar la velocidad de cada galaxia en la línea de visión a partir de su *redshift*, pero la velocidad perpendicular a la línea de visión es desconocida. Si suponemos que la dispersión de velocidad es isotrópica, entonces la dispersión de ve-

1.2. DETERMINACIÓN DE MASA PARA CÚMULOS DE GALAXIAS

locidad tridimensional al cuadrado $\langle v^2 \rangle$ será igual a tres veces la dispersión de velocidad unidimensional al cuadrado σ_v^2 , con lo que se obtiene

$$\langle v^2 \rangle = 3\sigma_v^2 \quad (1.9)$$

donde el parámetro σ_v es directamente observable.

- **Cálculo de r_G :** Se debe considerar que algunos cúmulos no están totalmente virializados, y por lo tanto es correcto utilizar el radio virial r_{vir} en vez del radio gravitacional r_G . De esta manera, lo que se calcula es la masa M_{vir} contenida dentro del radio virial. El radio virial, es usualmente calculado usando la separación media proyectada de las galaxias en el cúmulo, sin embargo este proceso puede volverse un poco engorroso, y trae consigo algunas dificultades (Carlberg et al. 1996). Por esta razón es que, en vez de usar el radio virial, se usa el llamado r_{200} (Carlberg et al. 1997), que se define como el radio dentro del cual la densidad promedio es 200 veces la densidad crítica del Universo al *redshift* del cúmulo. Así la masa que se calcula, es la masa M_{200} contenida dentro de ese radio. Modelos analíticos (Gott & Gunn 1972), y simulación de datos (Cole & Lacey 1996) encuentran que la masa virializada, está generalmente contenida dentro del radio r_{200} . Para encontrar una expresión para r_{200} se procede de la siguiente manera.

La densidad promedio contenida dentro del radio virial r_{vir} va a estar dada por

$$\frac{\bar{\rho}(r_{vir})}{\rho_c(z)} = \frac{\frac{3M_{vir}}{4\pi r_{vir}^3}}{\frac{3H^2(z)}{8\pi G}} \quad (1.10)$$

donde $\rho_c(z)$ es la densidad crítica del Universo al *redshift* del cúmulo y M_{vir} es dada por

(1.8), luego

$$\frac{\bar{\rho}(r_{vir})}{\rho_c(z)} = \frac{6\sigma_v^2}{H^2(z)r_{vir}^2} \quad (1.11)$$

Para calcular r_{200} usando la definición antes descrita, se requiere suponer que la masa del cúmulo está fuertemente concentrada, tal que toda la masa medida por M_{vir} esté contenida dentro de r_{vir} . En este caso, se tendrá entonces

$$r'_{200} = r_{vir} \left[\frac{\bar{\rho}(r_{vir})}{200\rho_c(z)} \right]^{1/3} \quad (1.12)$$

Esta definición no es apropiada cuando $\bar{\rho}/\rho_c < 200$. Otra expresión para r_{200} es usada, suponiendo que la primera aproximación para la relación densidad-radio es la esfera isothermal, $\rho \propto r^{-2}$, luego la nueva definición para r_{200} es dada por

$$r_{200} = r_{vir} \left[\frac{\bar{\rho}(r_{vir})}{200\rho_c(z)} \right]^{1/2} \quad (1.13)$$

Reemplazando por (1.11) se obtiene

$$r_{200} = \frac{\sqrt{3}\sigma_v}{10H(z)}, \quad (1.14)$$

donde $H(z)$ es la constante de Hubble al *redshift* del cúmulo, y está dada por (Hogg 2000)

$$H(z) = H_0 \sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda} \quad (1.15)$$

con H_0 la constante de Hubble y Ω_m , Ω_k , Ω_Λ los parámetros de densidad de la materia, curvatura y constante cosmológica respectivamente.

Con estas consideraciones para $\langle v^2 \rangle$ y r_G , la masa del cúmulo queda finalmente dada por

$$M_{200} = \frac{r_{200}^3 \sigma_v^2}{G} \quad (1.16)$$

1.2.3. Determinación de Masas a partir de Lentes Gravitacionales

La geometría de un lente gravitacional está esquematizada en la Fig. (1.3). Se considera una fuente ubicada a una distancia D_s del observador, y una concentración de masa (lente) ubicada a una distancia D_d del observador. Se define un eje óptico que conecta al observador con el centro de la concentración de masa y su extensión interseca en forma perpendicular al plano de la fuente. La intersección del eje óptico y los planos de la fuente y el lente, se eligen como los orígenes de los respectivos sistemas de coordenadas. La fuente está en el punto dado por el vector $\hat{\eta}$ en el plano de la fuente, y en una posición angular dada por β (posición angular a la cual la fuente sería observada en ausencia de la deflexión de la luz). Un rayo de luz que sale desde la fuente, es deflectado, debido a la concentración de masa, en un ángulo $\hat{\alpha}(\xi)$, e interseca al plano del lente en el punto ξ , luego llega al plano del observador, formando un ángulo θ con respecto al eje óptico. A partir de la Fig. (1.3), y por geometría típica, se cumple

$$\beta = \frac{\hat{\eta}}{D_s}; \quad \theta = \frac{\xi}{D_d} \quad (1.17)$$

Además, de la figura se puede deducir la condición para que un rayo de luz que viene desde la fuente, nos llegue desde la dirección θ ,

$$\hat{\eta} = \frac{D_s}{D_d} \xi - D_{ds} \hat{\alpha}(\xi) \quad (1.18)$$

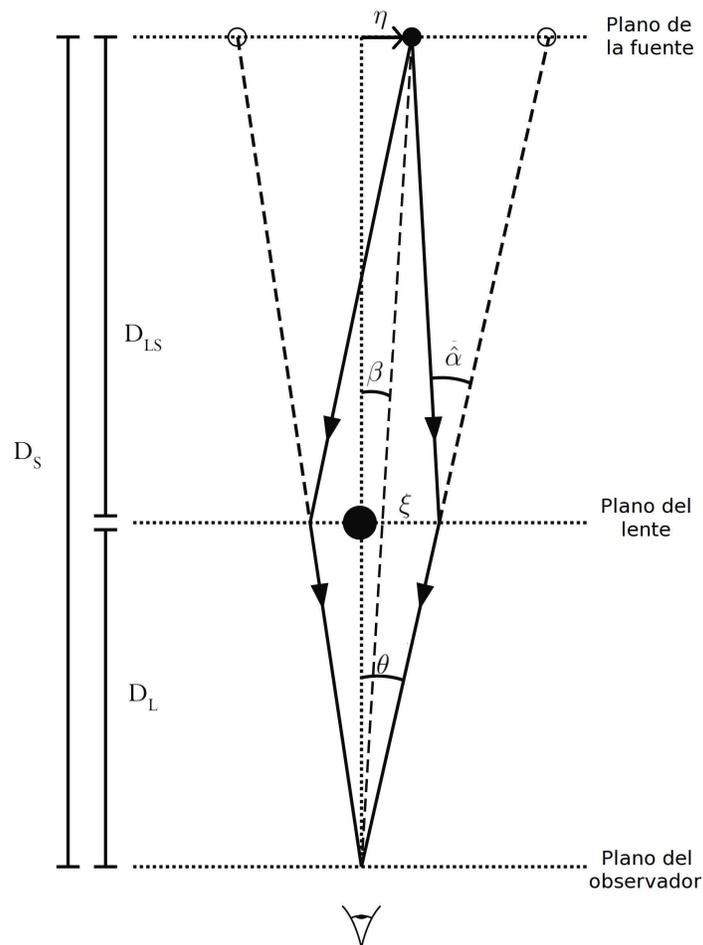


Figura 1.3: Geometría de un lente gravitacional.

Ésta es la llamada ecuación de lente. La expresión anterior se puede dividir por D_s , y usando las ecuaciones (1.17) se obtiene

$$\boldsymbol{\beta} = \boldsymbol{\theta} - \frac{D_{ds}}{D_s} \hat{\boldsymbol{\alpha}}(D_d \boldsymbol{\theta}) \quad (1.19)$$

Es conveniente definir el ángulo de deflexión reducido como

$$\boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta}) = \frac{D_{ds}}{D_s} \hat{\boldsymbol{\alpha}}(D_d \boldsymbol{\theta}) \quad (1.20)$$

De esta manera la ecuación del lente queda expresada como

$$\boldsymbol{\beta} = \boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta}) \quad (1.21)$$

El ángulo de deflexión reducido $\boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta})$ va a depender de la distribución de masa del deflector. Así, es necesario estudiar el caso general, en que la distribución de masa es arbitraria, y luego, si es preciso hacer algunas simplificaciones.

Si se tiene un campo gravitacional débil (como es nuestro caso¹), el efecto gravitacional puede ser linealizado, y por lo tanto el ángulo de deflexión de un lente que consiste en varias componentes de masas puede ser descrito por una superposición lineal de los ángulos de deflexión de las componentes individuales,

$$\hat{\boldsymbol{\alpha}} = \sum_i \hat{\boldsymbol{\alpha}}_i \quad (1.22)$$

Suponiendo que la masa deflectante tiene una pequeña extensión a lo largo de la línea de visión, que es mucho más pequeña que las distancias D_d y D_{ds} , entonces se puede suponer que todos los elementos de masas están ubicados a la misma distancia D_d (aproximación de lente delgado). Con ésto, la ecuación (1.22) puede ser escrita como una superposición de ángulos de Einstein de la forma (1.1)

$$\hat{\boldsymbol{\alpha}}(\boldsymbol{\xi}) = \sum_i \frac{4GM_i}{c^2} \frac{\boldsymbol{\xi} - \boldsymbol{\xi}_i}{|\boldsymbol{\xi} - \boldsymbol{\xi}_i|^2}, \quad (1.23)$$

donde $\boldsymbol{\xi}_i$ es el vector posición proyectado del elemento de masa m_i , y $\boldsymbol{\xi}$ describe la posición del rayo de luz en el plano del lente. Para una distribución de masa continua, se puede imaginar

¹Un campo gravitacional se considera débil, cuando el potencial gravitacional ϕ cumple $\phi/c^2 \ll 1$. Además si una distribución de masa está en equilibrio virial, se cumple que $v^2 \sim \phi$. Para el caso de las galaxias en un cúmulo, se tiene que $v \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$, con lo que $\phi/c^2 \lesssim 10^{-5}$. Así, un cúmulo se considera como un campo gravitacional débil.

1.2. DETERMINACIÓN DE MASA PARA CÚMULOS DE GALAXIAS

el lente subdividido en elementos de masa $dm = \Sigma(\xi)d^2\xi$, donde $\Sigma(\xi)$ describe la densidad superficial de masa del lente a la posición ξ , obtenida proyectando la densidad de masa tridimensional ρ a lo largo de la línea de visión del lente. Con esta definición la ecuación (1.23) puede ser escrita como una integral,

$$\hat{\alpha}(\xi) = \frac{4G}{c^2} \int d^2\xi' \Sigma(\xi') \frac{\xi - \xi_i'}{|\xi - \xi_i'|^2} \quad (1.24)$$

Esta expresión corresponde al mismo término $\hat{\alpha}(\xi)$ que apareció en la ecuación del lente (1.18) y que entra en la definición del ángulo de deflexión reducido dado por (1.20). Con esto, se puede obtener el valor del ángulo de deflexión para una distribución de masa arbitraria, a través de integraciones numéricas. Sin embargo, para algunas distribuciones de masa se pueden hacer simplificaciones y obtener expresiones analíticas. Esto es lo que a continuación se analizará, para el caso en que la distribución de masa es esféricamente simétrica.

Vamos a suponer que se tiene una distribución de masa esféricamente simétrica, para la cual se cumple $\Sigma(\xi) = \Sigma(\xi)$, donde $\xi = |\xi|$ denota la distancia de un punto desde el centro del lente. Usando esto en la ecuación (1.24), se obtiene

$$\hat{\alpha} = \frac{4GM(\xi)}{c^2\xi}, \quad (1.25)$$

donde $M(\xi)$ es la masa contenida dentro del radio ξ . Si suponemos que la masa del lente es puntual, y tiene masa total M concentrada en el centro del plano del lente, se tendrá que $M(\xi) = M$. Reemplazando (1.25) en (1.20), se obtiene

$$|\alpha(\theta)| = \frac{D_{ds}}{D_s} \frac{4GM}{c^2 D_d |\theta|} \quad (1.26)$$

1.2. DETERMINACIÓN DE MASA PARA CÚMULOS DE GALAXIAS

ó, si tenemos en cuenta la dirección de la deflexión (el ángulo de deflexión apunta siempre hacia la masa puntual),

$$\boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta}) = \frac{D_{ds}}{D_s D_d} \frac{4GM}{c^2} \frac{\boldsymbol{\theta}}{|\boldsymbol{\theta}|^2} \quad (1.27)$$

Es usual definir el llamado radio de Einstein del lente como el radio del anillo virtual que se forma en el plano del lente, debido a la distorsión y magnificación de la imagen de la fuente, cuando está alineada con el lente. Matemáticamente se define

$$\theta_E = \sqrt{\frac{4GM}{c^2} \frac{D_{ds}}{D_s D_d}} \quad (1.28)$$

Con ésto, se puede reemplazar la ecuación (1.27) en la ecuación del lente dada por (1.21), obteniéndose

$$\boldsymbol{\beta} = \boldsymbol{\theta} - \theta_E^2 \frac{\boldsymbol{\theta}}{|\boldsymbol{\theta}|^2} \quad (1.29)$$

Ésta es la ecuación del lente que se debe solucionar. Si la ecuación tiene múltiples soluciones $\boldsymbol{\theta}_i$ para una posición $\boldsymbol{\beta}$ de la fuente, entonces múltiples imágenes de la fuente podrán ser vistas. Si suponemos que la fuente está alineada con la masa puntual M, entonces $\boldsymbol{\beta} = 0$ y la solución de la ecuación del lente queda expresada como

$$|\boldsymbol{\theta}|^2 = \theta_E^2 \quad (1.30)$$

luego, los valores para $\boldsymbol{\theta}$ estarán dados por

$$\theta_E^2 = \frac{4GM}{c^2} \frac{D_{ds}}{D_s D_d} \quad (1.31)$$

Reemplazando por las constantes correspondientes, esta expresión se puede reescribir como

$$\theta_E \approx 0''.9 \left(\frac{M(\leq \theta_E)}{10^{12} M_\odot} \right)^{1/2} \left(\frac{D_{ds} 10^2 \text{Mpc}}{D_s D_d} \right)^{1/2} \quad (1.32)$$

donde θ_E queda dado en unidades de arcsec. Como el valor de θ_E es un observable, y lo que nosotros queremos obtener es la masa del cúmulo, se puede despejar $M(\leq \theta_E)$ de la expresión anterior, obteniendo

$$M(\leq \theta_E) = \theta_E^2 \frac{D_s D_d}{D_{ds}} \frac{1}{10^3 \text{Mpc}} 10^{11.09} M_\odot \quad (1.33)$$

Con esta expresión es posible calcular la masa del cúmulo contenida dentro del radio de Einstein. El valor de θ_E se obtiene a partir de observaciones, y el valor de D_s, D_d, D_{ds} corresponde a distancias angulares del observador y la fuente, del observador y el lente, y del lente y la fuente respectivamente. Estos tres valores están dados por:

$$D_s = D_A(0, z_s) \quad D_d = D_A(0, z_d) \quad D_{ds} = D_A(z_d, z_s) \quad (1.34)$$

donde z_s y z_d son los *redshift* de la fuente y el lente respectivamente, y $D_A(z_1, z_2)$ es la distancia angular, que se puede calcular como en Hogg (2000),

$$D_A(z_1, z_2) = \frac{c}{1 + z_2} \int_{z_1}^{z_2} \frac{dz'}{H(z')} \quad (1.35)$$

donde $H(z')$ es dado por la ecuación (1.15).

1.3. *Red-Sequence Cluster Survey 2 (RCS2)*

El *Red-Sequence Cluster Survey 2 (RCS2)* es un proyecto para la búsqueda de una gran cantidad de cúmulos de galaxias. El *survey* cubre ~ 1000 grados cuadrados en el cielo, en tres

1.3. RED-SEQUENCE CLUSTER SURVEY 2 (RCS2)

filtros (g' , r' , z') para producir una muestra de $\sim 20000 - 30000$ cúmulos, en un rango de *redshift* de $0.1 \lesssim z \lesssim 1$.

Los cúmulos en este *survey*, son identificados a través de búsqueda de sobredensidades en los diagramas color-magnitud de ciertas áreas, bajo la técnica de “*red-sequence*” (Gladders & Yee 2000). Ésta usa el hecho de que todos los cúmulos de galaxias poseen una población de galaxias que muestran una estrecha relación en el espacio color-magnitud, la *red-sequence*.

El catálogo de cúmulos de galaxias generado, podrá ser usado para estudios de cosmología y de evolución de cúmulos. En particular, se pretende medir la ecuación de estado de la energía oscura, encapsulada en el parámetro w , con una precisión de 0.1 usando solamente RCS2, ó 0.05 al combinarlo con otros métodos (Supernovas y CMB). Otro objetivo que persigue este proyecto es descubrir $\sim 50 - 100$ galaxias distantes, de alto brillo superficial, y fuertemente amplificadas debido al efecto de lente gravitacional, para así estudiar en detalle galaxias representativas en el Universo de alto *redshift*.

Capítulo 2

Observaciones

Se utilizó el *Baade Magellan Telescope* de 6.5 metros para hacer espectroscopía multi-objeto a cúmulos del RCS2. Para realizar la espectroscopía, se utilizó el *Inamori Magellan Areal Camera and Spectrograph* (IMACS), en conjunto con el instrumento *Gladders Image-Slicing Multislit Option* (GISMO), cuyas características se describen a continuación.

2.1. Caracterización de los Instrumentos

2.1.1. IMACS

El *Inamori-Magellan Areal Camera and Spectrograph* (IMACS) es un instrumento que proporciona imágenes de campo amplio y capacidad espectroscópica para el Telescopio. IMACS ofrece una elección de dos cámaras: f/2 y f/4, que consisten en mosaicos de 8 CCD cada una y que tienen diferentes escalas y resolución espectral, cubriendo, en conjunto, un rango de $500 < R < 20000$. En la tabla (2.1) se pueden ver algunas características de las cámaras.

Dentro de los instrumentos que pueden ser usados en conjunto con IMACS, se destaca

2.1. CARACTERIZACIÓN DE LOS INSTRUMENTOS

Característica	f/2	f/4
Diámetro del campo (arcmin)	27.4	22
Escala (arcsec/pixel)	0.2	0.111
Rango espectral	$3900\text{\AA} < \lambda < 10500\text{\AA}$	$3650\text{\AA} < \lambda < 10000\text{\AA}$
<i>Grating</i> o Grisma disponibles (líneas/mm)	150, 200, 300	150, 300, 600, 1200

Tabla 2.1: Resumen de las principales características de las dos cámaras disponibles en IMACS.

GISMO, que está disponible para usarse desde el segundo semestre de 2008. Este instrumento fue usado para realizar las observaciones.

2.1.2. GISMO

El *Gladders Image-Slicing Multislit Option* (GISMO) es un instrumento diseñado para trabajar en conjunto con IMACS, cuya función es reasignar ópticamente el campo central de visión de IMACS ($\sim 3.5 \times 3.5 \text{ arcmin}$) en 16 regiones uniformemente espaciadas del plano focal, permitiendo incrementar la densidad de slits sobre el cúmulo (en un factor de 8), y evitando superposición de espectros en la CCD. Para ello, en el campo central, GISMO posee 16 espejos rectangulares que redireccionan la luz incidente hacia otros 16 espejos, los cuales guían la luz hacia las 16 regiones en la CCD.

La Fig. (2.1) muestra gráficamente el concepto detrás de GISMO.

2.2. DESCRIPCIÓN DE LAS OBSERVACIONES



Figura 2.2: Fotografías de GISMO y una de las máscaras usadas. **Arriba a la izquierda** Una fotografía del instrumento. **Arriba a la derecha** Una fotografía de la parte de arriba de GISMO (hacia el telescopio) donde se muestran los 16 espejos rectangulares en la región central, y los 16 espejos a los cuales es redirigida la luz, para que éstos la guíen a la CCD. **Abajo a la izquierda** Una fotografía de la parte de abajo de GISMO mostrando el plato que está en la parte de atrás y que bloquea la luz del cielo. Sobre este plato se ubica la máscara. **Abajo a la derecha** Una fotografía de la máscara típica que usa GISMO. En este plato en particular se observan 4 máscaras para 4 cúmulos distintos. Cada máscara tiene ~ 100 slits.

2.2. Descripción de las observaciones

Las observaciones fueron realizadas durante las noches del 20 y 21 de octubre de 2009, donde se le hizo espectroscopía a 8 cúmulos del RCS2 que actúan como lentes gravitacionales fuertes. Para esta práctica se trabajó con dos de los ocho cúmulos, cuyas imágenes se muestran

2.2. DESCRIPCIÓN DE LAS OBSERVACIONES

en la Fig. (2.3).

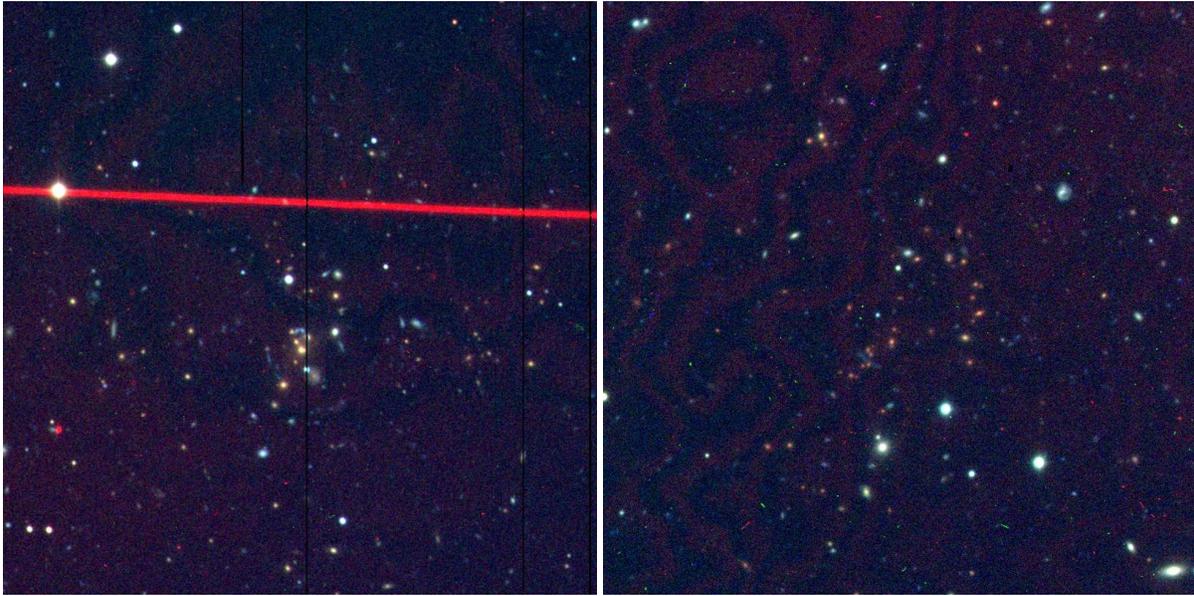


Figura 2.3: A la izquierda: Imagen del cúmulo RCS2329-5295, obtenida el año 2007. A la derecha: Imagen del cúmulo RCS0047-1879, obtenida el año 2008. Ambas imágenes fueron obtenidas usando el VLT (*Very large telescope*).

La noche de la observación se registró un *seeing* bastante bueno (~ 0.7 arcsec). Para ambos cúmulos se utilizó la cámara f/4 de IMACS, y máscaras con unos ~ 100 slits para cada uno. En la tabla (2.2) se presentan los cúmulos y las opciones elegidas en el telescopio para hacer la espectroscopía. En el Apéndice se muestra una de las imágenes típicas que se obtiene al usar GISMO (Fig. (A.1)).

2.2. DESCRIPCIÓN DE LAS OBSERVACIONES

	Cúmulo RCS2329-5295	Cúmulo RCS0047-1879
RA (J2000)	23:29:47.79	00:52:08.57
DEC (J2000)	-01:20:46.45	04:33:41.87
Nro. de exposiciones	4	4
Tpo. de exposición (s)	1800	1800
Nro. de slits	94	95
Grating (l/mm)	150	150
Filtro (Å)	WB4800-7800	WB5650-9200

Tabla 2.2: Resumen de los cúmulos observados que se trabajaron en esta práctica.

Capítulo 3

Reducción de datos

La reducción de datos fue realizada usando el *software* de reducción COSMOS (Carnegie Observatories System for MultiObject Spectroscopy)¹ con el cual se logró obtener espectros en 2D con la correcta calibración en longitud de onda.

3.1. COSMOS

COSMOS es un set de programas para la reducción de espectros obtenidos con IMACS. Está basado en un modelo óptico de los espectrógrafos, lo cual permite una exacta predicción de la ubicación de las características espectrales. A continuación se explica en que consiste el proceso de reducción de COSMOS.

3.1.1. Archivos de Entrada

Para comenzar con el proceso de reducción, COSMOS requiere recibir los siguientes datos:

¹<http://obs.carnegiescience.edu/Code/cosmos>.

- Un archivo que defina la máscara usada, para que el programa pueda contar con las posiciones de los slits en la máscara para cada galaxia.
- Un archivo que describa un punto cero posicional de una particular combinación: máscara+configuración instrumental, para que COSMOS pueda predecir la posición de los slits en la CCD.
- Un archivo que contenga los datos de la observación, incluyendo instrumento usado, cámara, elemento dispersor, *grating* y ángulo del *grating*.
- Todas las imágenes, incluyendo bias, flat, arco de comparación y espectros.

3.1.2. Alineamiento de la Máscara con el Plano Focal de la CCD

El primer proceso de la reducción es el alineamiento de la máscara. Lo que se necesita hacer es relacionar la ubicación de los slits en la máscara, con la ubicación de los espectros en la CCD, y hacer una primera estimación de la longitud de onda a lo largo de cada slit. Para ello, se cuenta con un archivo donde está descrita la ubicación de los slits en la máscara, y se cuenta con un archivo que indica la ubicación esperada de esos slits en la CCD dependiendo de la configuración instrumental usada (estos dos son archivos de entrada que recibe el programa).

Para este proceso se utiliza el arco de comparación y una lista de líneas bien aisladas de la lámpara usada (la elección de las líneas que usa el programa es de suma importancia, por lo cual se utilizó la rutina *identify* de IRAF para decidir cuales líneas eran las más adecuadas). Con ésto, el programa busca cada línea de la lámpara en una vecindad de la ubicación esperada de cada slit en la CCD, y una vez encontrada, determina la diferencia entre la posición esperada y la posición en que encontró la línea (tanto en el eje x como en el eje y). Este proceso se va iterando hasta que esta diferencia sea lo más pequeña posible, y la cantidad de líneas encontradas sea la

máxima posible. Una vez terminado este proceso, la predicción de la ubicación de los slits y de la longitud de onda a lo largo de cada slit, tiene una precisión de 1 a 2 píxeles. Finalmente se crea un mapa espectral (un archivo que contiene la posición de cada línea de la lámpara en los espectros de la CCD para cada uno de los slits).

3.1.3. Producción de un Mapa Espectral más Exacto

Lo que hace este proceso es mejorar la calibración obtenida en el proceso anterior, mediante la mejora del mapa espectral creado. Para ello, se usan uno o más arcos de comparación, esta vez con el bias sustraído. El proceso consiste nuevamente en buscar la posición de las líneas de la lámpara, pero esta vez a partir del mapa ya generado. Una vez que se encuentran las líneas en el espectro, se construye un gráfico de residuos para cada slit (gráfico de longitud de onda versus error entre la posición dada por el mapa espectral y la posición en que se encuentra cada línea) y se hace un ajuste polinomial a los puntos. Este ajuste se usa para corregir el mapa espectral anterior, y crear un nuevo mapa espectral. Nuevamente este proceso se puede iterar hasta lograr la solución óptima. Terminado el proceso, se logra una calibración por longitud de onda con una precisión de una pequeña fracción de pixel (~ 0.3 píxeles).

3.1.4. Reducción Espectral

Una vez creado el mapa espectral, la reducción procede de la siguiente manera:

- **Sustracción del bias y división por flats.**
- **Sustracción del cielo:** COSMOS usa el procedimiento descrito en Kelson (2003) para hacer una óptima sustracción del cielo. Se construye un espectro medio del cielo para cada slit, y luego se sustrae de la imagen. Al finalizar este proceso, se obtiene una imagen como la que se muestra en la Fig. (A.2) del Apéndice.

- **Extracción a 2D:** Una vez que se ha sustraído el cielo, se necesita extraer cada espectro de la imagen, y guardarlos en forma separada y ordenada con su correspondiente calibración en longitud de onda. Para este proceso es importante corregir la posición de cada espectro en su slit, para que sea posible sumar las distintas exposiciones. Para ello, COSMOS corrige la posición del espectro en el ancho del slit y la curvatura que pudiese presentar el espectro a lo largo del eje de dispersión.
- **Suma de espectros:** Lo que se quiere es sumar todas las exposiciones que se tengan de un campo para lograr una mayor señal a ruido. En este proceso de sumar, en nuestro caso, las 4 exposiciones, se efectúa la eliminación de los rayos cósmicos, usando las 4 exposiciones en conjunto. Al terminar este proceso, ya se cuenta con los espectros completamente calibrados, reducidos y ordenados uno sobre otro, tal como se muestra en la Fig. (A.3) del Apéndice.

Con estos procesos, el trabajo realizado con COSMOS llega a su fin, y se logra obtener imágenes en 2D, con su debida reducción y calibración en longitud de onda.

3.2. Control de Calidad

Es necesario controlar que el trabajo de reducción y calibración hecho con COSMOS es correcto. Para comprobar que la calibración en longitud de onda fue satisfactoria, lo que se hizo fue seguir el mismo proceso de reducción antes descrito, pero sin hacer la sustracción del cielo. De esta forma, se contó con espectros calibrados en longitud de onda, pero con las líneas de cielo claramente reconocibles.

Se analizaron ~ 10 espectros con la rutina *identify* de IRAF para identificar las líneas de

cielo típicas (Osterbrock 1992). Se midió la diferencia entre la longitud de onda de la línea de cielo en el espectro y la longitud de onda original de esa línea. Con ésto se pudo tener una estimación del error en la calibración en longitud de onda. La elección de los espectros a analizar no fue al azar, sino que se escogieron los espectros que durante el proceso de creación del mapa espectral presentaron más problemas, por ejemplo que las líneas de la lámpara no estaban lo suficientemente claras, o espectros cuyo modelamiento por medio del polinomio no se ajustaba perfectamente a los puntos, etc.

En el control de calidad, el error máximo permitido varió dependiendo del instrumento utilizado, ya que dependiendo de su resolución espectral, los límites de una adecuada calibración son distintos. Para el caso de nuestros cúmulos, en que se utilizó un *grating* de 150 l/mm, se decidió ser un poco más permisivos, ya que la resolución espectral no es tan alta. Así se permitieron errores en la calibración en longitud de onda hasta de $\sim 2\text{\AA}$.

3.3. Extracción de Espectros

Con COSMOS se logra hacer un muy buen trabajo de reducción, pero se obtienen los espectros en 2D. Para finalizar el proceso de reducción, se debe hacer la extracción a 1D, para luego poder hacer la medición de *redshift*. Para extraer los espectros, se utilizó un programa² que recibe la imagen con todos los slits (como la de la Fig. (A.3) del Apéndice) y construye un perfil. Para construir este perfil, lo que hace es buscar la mediana en cada fila del slit, con lo cual determina la posición del espectro en cada uno de ellos. El programa va haciendo un producto punto entre el perfil construido y cada columna del slit correspondiente, obteniéndose así los espectros en forma unidimensional.

²Programa disponible en el lenguaje IDL creado por el profesor Felipe Barrientos.

Capítulo 4

Medición del *Redshift* de las Galaxias

Se define el *redshift* z de un objeto a partir del corrimiento en longitud de onda en sus líneas espectrales como

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_0}{\lambda_0}, \quad (4.1)$$

donde λ_0 denota la longitud de onda de una transición espectral en *rest-frame* del emisor, y λ_{obs} la longitud de onda observada. Así, lo que se hizo para medir el *redshift* de cada galaxia fue observar los espectros 1D e identificar algunas líneas. Se comparó la longitud de onda en la que estaba (λ_{obs}) con la longitud de onda en *rest-frame* de ésta (λ_0).

Para el proceso de identificación de líneas en nuestros espectros, se utilizaron dos métodos independientes, y luego se compararon los resultados de ambos métodos, para corroborar que la medición fue correcta. El primer método consiste en la identificación de líneas por inspección visual, usando una herramienta gráfica (*viewspectra*) que está incluida en el software de reducción COSMOS. El segundo método consiste en hacer una cross-correlación entre el espectro de la galaxia y un *template*, utilizando la rutina *rvsao-xcsao* de IRAF.

4.1. Medición Usando la Rutina *viewspectra* de COSMOS

Viewspectra es una herramienta gráfica de COSMOS, en la cual se despliega el espectro 1D y 2D en forma conjunta. En éste se pueden identificar líneas por inspección visual, y una vez identificadas, el programa calcula el *redshift* al cual está la galaxia, usando la ecuación (4.1). La Fig. (B.1) del Apéndice, muestra como es la interfaz gráfica del programa. Para obtener un *redshift* más preciso, *viewspectra* tiene la opción de examinar en detalle la línea seleccionada y ajustarle una gaussiana para determinar con mayor exactitud el valor λ_{obs} de la línea. En la Fig. (B.2) del Apéndice se muestra el ajuste que hace el programa.

Las líneas que se identificaron en los espectros fueron las de absorción H y K del Calcio (3968.5Å y 3933.7Å respectivamente) y las de emisión [OII] (3727.5 Å) y [OIII] (4958.9Å y 5006.8Å).

4.2. Medición Usando la Rutina *rvsao-xcsao* de IRAF

XCSAO es una tarea interactiva de la rutina *rvsao* (que trabaja sobre IRAF), diseñada para obtener *redshift* y velocidades radiales de estrellas y galaxias, a partir de espectros ópticos usando el método de cross-correlación.

El programa hace una cross-correlación entre el espectro de la galaxia, y el espectro de un *template* cuya velocidad (o *redshift*) sea conocido. Al hacer la cross-correlación se produce una función con distintos máximos. El programa identifica los máximos y elige el *peak* más alto como la posición que indica el *redshift* al cual está la galaxia. El *redshift* se corrige por la velocidad del objeto del *template*, y se despliega de la forma cz en $km\ s^{-1}$. El programa también entrega un error asociado a la medición, que tiene que ver con el ancho del *peak* (FWHM del

peak). La interfaz de *xcsao* es mostrada en la Fig. (B.3) del Apéndice.

XCSAO ofrece la opción de editar el espectro de la galaxia, para eliminar secciones de éste que puedan causar confusión en el proceso de cross-correlación. Una vez calculado el *redshift* de la galaxia, el programa muestra la identificación de las líneas en el espectro, según la solución que se encontró (ver Fig. (B.4) del Apéndice). Ésto permite aceptar o rechazar la solución encontrada por la cross-correlación.

Para realizar la cross-correlación, se utilizaron 10 *templates* (6 de galaxias y 4 de cuántares) obtenidos de la página del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS)¹. Todos los templates estaban a $z = 0$ (*rest-frame*).

4.3. Resultados

Una vez medidos los *redshift* por los dos métodos mencionados anteriormente, se pudieron comparar ambos resultados, lo que sirvió para comprobar que los *redshift* estaban medidos adecuadamente. Luego de haber comprobado que ambas medidas eran iguales, se utilizaron como resultados, los valores dados por *xcsao*, ya que nos entrega una mejor estimación del error en la medición.

Es importante mencionar que a pesar de que para los dos cúmulos estudiados se contaba con una gran cantidad de espectros (~ 100), no fue posible identificar líneas en todos ellos debido a que en algunos había muy baja señal ó señal muy ruidosa, por lo cual se perdieron ~ 40 espectros por cada cúmulo. Los resultados de los *redshift* medidos para ambos cúmulos se presentan

¹<http://www.sdss.org/dr5/algorithms/spectemplates/index.html>

4.3. RESULTADOS

en las tablas (C.1) y (C.2) del Apéndice.

Se usó un parámetro de confiabilidad según cuan clara fue la identificación de líneas en el espectro, siendo 1 la mayor confiabilidad y 4 la menor. El criterio usado para asignar el parámetro de confiabilidad se presenta a continuación.

- **Confiabilidad 1:** La identificación es muy clara. Hay 2 o más líneas identificadas, y la medición a través de los dos métodos, arrojan los mismos resultados.
- **Confiabilidad 2:** La identificación es clara. Hay 2 líneas identificadas, o bien una sola, pero es lo suficientemente clara. La medición a través de los dos métodos, arrojan resultados muy parecidos.
- **Confiabilidad 3:** La identificación es complicada, sin embargo se logra distinguir algunas líneas, y es probable que la elección haya sido adecuada. Existe duda.
- **Confiabilidad 4:** La identificación es muy complicada. El espectro es muy ruidoso, o bien, tiene poca señal. Aún así se logra identificar algo, pero con mucha inseguridad.

A modo de ejemplo, en la Fig. (4.1) y (4.2) se muestran espectros de dos galaxias, y la identificación de alguna de sus líneas.

Capítulo 5

Determinación de la Masa de los Cúmulos

Se determinó la masa de los cúmulos usando dos métodos: a partir de la dispersión de velocidades y a partir del efecto de lente gravitacional.

5.1. Determinación de la Masa Dinámica

Para obtener la masa dinámica de un cúmulo se debe contar con el *redshift* del cúmulo, con la dispersión de velocidades de las galaxias y con los errores asociados a estas dos mediciones. Para lograrlo, se siguió el proceso descrito a continuación.

5.1.1. Cálculo del *Redshift* y de la Dispersión de *Redshift*

Para calcular el *redshift* de los cúmulos, se necesita determinar cuales galaxias pertenecen a éstos y cuales no. Existen varias técnicas para determinar cuales son los miembros del cúmulo, desde un simple σ -*clipping* hasta técnicas más sofisticadas como la usada en Fadda et al. (1996). En nuestro caso, para la determinación de miembros, se siguió un proceso que consistió en dos pasos. Un primer paso fue seleccionar un grupo inicial de posibles miembros. El

5.1. DETERMINACIÓN DE LA MASA DINÁMICA

criterio que se usó para esta selección, fue calcular la mediana de la distribución de *redshift* de las galaxias de cada cúmulo. Se consideraron como miembros preliminares del cúmulo, a todas las galaxias que estaban en un rango de $\pm 4000 \text{ km s}^{-1}$ a partir del *redshift* inicial estimado. En la Fig (5.1) y (5.2) se muestra la distribución de los *redshift* de las galaxias, y el corte hecho para determinar a los miembros preliminares de los cúmulos.

El segundo paso, consistió en usar esta nueva muestra de *redshift* para determinar el *redshift* del cúmulo, usando un estimador de *biweight* para el valor de la ubicación central (Beers et al. 1990), dado por

$$z_{cluster} = M + \frac{\sum_{|u_i| < 1} (z_i - M)(1 - u_i^2)^2}{\sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)^2}, \quad (5.1)$$

donde M es la mediana de la muestra, z_i el *redshift* de la i -ésima galaxia y u_i está dado por

$$u_i = \frac{(z_i - M)}{6MAD}, \quad (5.2)$$

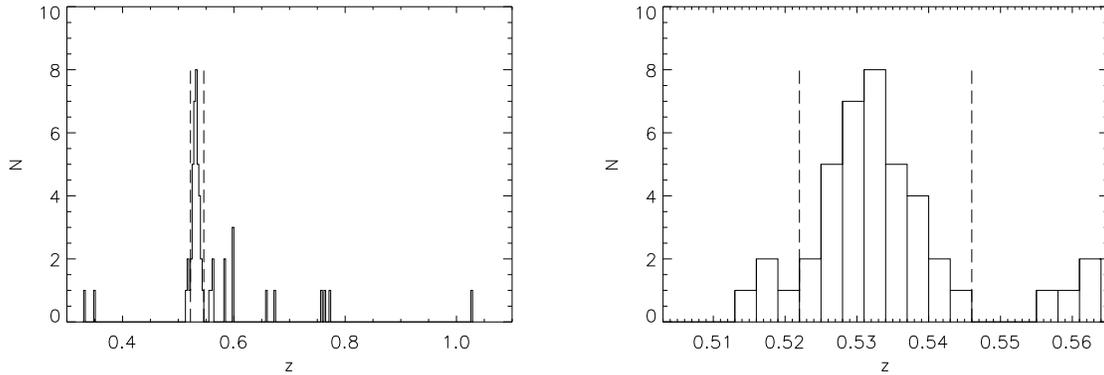


Figura 5.1: Distribución de *redshift* para el Cúmulo RCS2329-5295. **A la izquierda** se muestra la distribución de *redshift* para todas las galaxias medidas. La región entre las líneas punteadas representa la muestra de datos escogida como los miembros preliminares del cúmulo. Esta región abarca 8000 km s^{-1} . **A la derecha** se muestra una ampliación de la región seleccionada.

5.1. DETERMINACIÓN DE LA MASA DINÁMICA

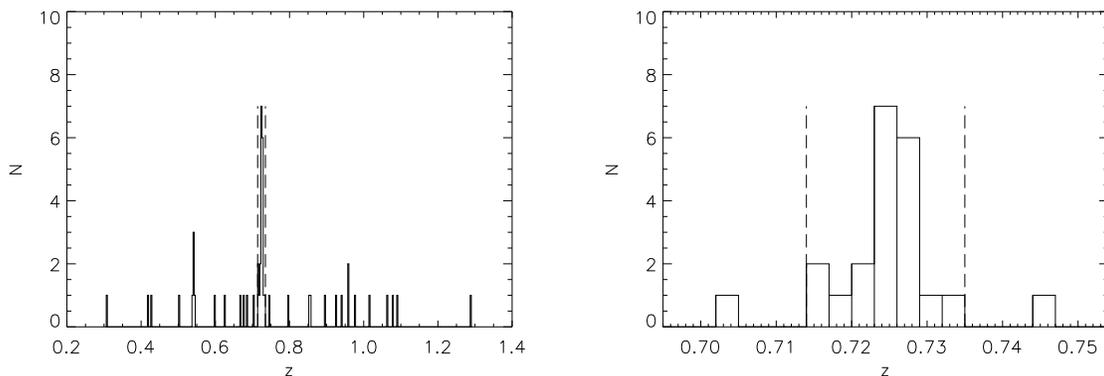


Figura 5.2: Distribución de Redshift para el Cúmulo RCS0047-1879. **A la izquierda** se muestra la distribución de *redshift* para todas las galaxias medidas. La región entre las líneas punteadas representa la muestra de datos escogida como los miembros preliminares del cúmulo. Esta región abarca 8000 km s^{-1} . **A la derecha** se muestra una ampliación de la región seleccionada.

donde MAD es la desviación media absoluta desde la mediana de la muestra, y se define

$$MAD = \text{mediana}(|z_i - M|) \quad (5.3)$$

Es útil usar este estimador ya que, como se puede ver en las Fig. (5.1) y (5.2), las distribuciones de los *redshift* no siguen una distribución gaussiana, luego, hacerles un ajuste gaussiano, no sería la mejor forma para determinar el *redshift*, ya que el *peak* de ésta, estaría desplazado debido a la contribución de contaminantes. El estimador que aquí se usa es más robusto, ya que le va asignando peso a cada dato según su ubicación con respecto al centro de la distribución, hasta un momento en que le otorga peso cero a datos que están muy alejados del centro, evitando así cualquier contribución de contaminantes.

Bajo el mismo concepto fue calculada la dispersión de *redshift* de la muestra, utilizando el

5.1. DETERMINACIÓN DE LA MASA DINÁMICA

estimador de *biweight* para la dispersión (Beers et al. 1990), dado por

$$\sigma_z = n^{1/2} \frac{[\sum_{|u_i| < 1} (z_i - M)^2 (1 - u_i^2)^4]^{1/2}}{|\sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)(1 - 5u_i^2)|}, \quad (5.4)$$

donde n es la cantidad de datos de la muestra y u_i es dado por

$$u_i = \frac{(z_i - M)}{9MAD} \quad (5.5)$$

- **Estimación de los errores:** Para la estimación de los errores, tanto del *redshift* del cúmulo como para la dispersión de *redshift*, se utilizó el método de *jackknife*. El método de *jackknife* produce un estimador basado en n “pseudovalores” donde cada pseudovalor es calculado después de eliminar el j -ésimo dato de la muestra. Matemáticamente, los pseudovalores se definen

$$y_{*j} = ny_{all} - (n - 1)y_j, \quad j = 1, \dots, n, \quad (5.6)$$

donde y_{all} es el valor de la estadística calculada usando todos los datos, y y_j es el valor de la estadística calculada después de haber eliminado el j -ésimo dato.

El promedio de y_{*j} es tomado como el estimador *jackknife* de la estadística:

$$y_* = \frac{\sum y_{*j}}{n} \quad (5.7)$$

La varianza de y_* está dada por

$$s_*^2 = \frac{\sum y_{*j}^2 - (1/n)(\sum y_{*j})^2}{n(n - 1)} \quad (5.8)$$

5.1. DETERMINACIÓN DE LA MASA DINÁMICA

La ventaja del método de *jackknife* por sobre otros métodos, es principalmente su simplicidad, en especial para su programación.

Tukey en 1958 propone que los pseudovalores pueden ser considerados independientes e idénticamente distribuidos. Beers et al. 1990, propone que si esa suposición es cierta, entonces la estadística s_* debería tener aproximadamente, una distribución *t-student* con $n - 1$ grados de libertad. Considerando ésto, un intervalo de confianza para el *redshift*, basado en el estimador de *jackknife*, toma la forma

$$\Delta z_{cluster} = z_{cluster} \pm t_{n-1} s_* \quad (5.9)$$

Así mismo, un intervalo de confianza para la dispersión de *redshift*, toma la forma

$$\Delta \sigma_z = \sigma_z \pm t_{n-1} s_* \quad (5.10)$$

Estas dos últimas expresiones fueron las que se usaron para la estimación de los errores asociados al *redshift* y a la dispersión del *redshift* del cúmulo.

En la tabla (5.1) se muestran los resultados obtenidos.

Cúmulo	$z_{cluster}$	σ_z
RCS2329-5295	0.5325 ± 0.0004	0.0050 ± 0.0002
RCS0047-1879	0.7255 ± 0.0003	0.0037 ± 0.0007

Tabla 5.1: Resumen de los resultados obtenidos para la medición del *redshift* y la dispersión de *redshift* de los cúmulos.

5.1.2. Cálculo de la Dispersión de Velocidades y Masa de los Cúmulos

Para pequeños *redshift* se cumple

$$v = cz \quad (5.11)$$

donde v es la velocidad radial de un objeto, z su *redshift* y c la velocidad de la luz. Si nos posicionamos en el sistema de referencia del cúmulo, entonces se tendrá que la velocidad de la i -ésima galaxia estará dada por

$$v_i = c(z_i - z_{cluster}) \quad (5.12)$$

donde z_i y $z_{cluster}$ son los *redshift* de la i -ésima galaxia y del cúmulo respectivamente. Para obtener la velocidad peculiar de la i -ésima galaxia en *rest-frame*, se debe multiplicar por el factor de escala del Universo $a(t) = (1 + z)^{-1}$, luego la ecuación (5.12) queda dada por

$$\Delta v_i = \frac{c(z_i - z_{cluster})}{(1 + z_{cluster})} \quad (5.13)$$

En la Fig. (5.3) se muestra la distribución de velocidades peculiares de las galaxias para los dos cúmulos en estudio.

Si se usa la ecuación (5.11) como una dispersión, y siguiendo el mismo argumento anterior, se tiene que la dispersión de velocidades del cúmulo está dada por

$$\sigma_{v_{rest-frame}} = \frac{c\sigma_z}{(1 + z_{cluster})} \quad (5.14)$$

Con esta última expresión se puede calcular el valor de r_{200} y M_{200} , usando las ecuaciones (1.14) y (1.16) respectivamente.

Para realizar los cálculos se usó una cosmología basada en los valores estimados por WMAP

5.1. DETERMINACIÓN DE LA MASA DINÁMICA

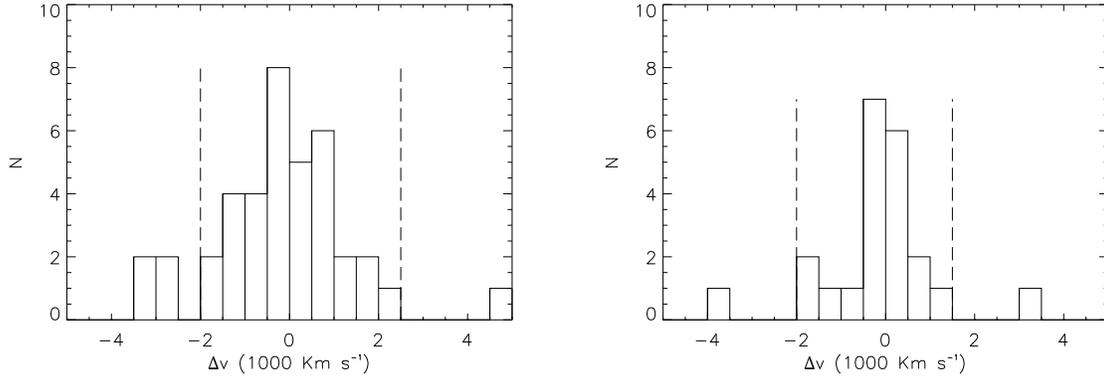


Figura 5.3: Distribución de velocidades de las galaxias para los dos cúmulos en estudio. **A la izquierda** se muestra la distribución de velocidades del cúmulo RCS2329-5295. **A la derecha** se muestra la distribución de velocidades del cúmulo RCS0047-1879. La región entre las líneas punteadas marca el límite dentro del cual están los miembros del cúmulo.

(Komatsu et al. 2009): $\Omega_m = 0.2732$, $\Omega_\Lambda = 0.7268$, $H_0 = 100h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Los resultados obtenidos se muestran en la tabla (5.2).

Cúmulo	Miembros cúmulo	$z_{cluster}$	σ_v (km s^{-1})	r_{200} ($\text{Mpc } h^{-1}$)	M_{200} ($10^{14} M_\odot h^{-1}$)
RCS2329-5295	34	0.5325 ± 0.0004	981 ± 47	1.299 ± 0.062	8.71 ± 1.24
RCS0047-1879	20	0.7254 ± 0.0003	649 ± 116	0.770 ± 0.138	2.26 ± 1.22

Tabla 5.2: Resumen de los valores obtenidos para los *redshift*, dispersión de velocidades, r_{200} y M_{200} de los cúmulos observados.

5.2. Determinación de la Masa Usando Lentes Gravitacionales

Es posible determinar la masa de un cúmulo midiendo el radio de Einstein formado debido al efecto de lente gravitacional. Es necesario recordar, que para obtener la expresión para la masa contenida dentro del radio de Einstein (ecuación (1.33)) se hicieron algunas suposiciones. En primer lugar, se supuso que la distribución de masa del cúmulo es esféricamente simétrica. Además se consideró que el cúmulo es una fuente puntual de masa total M , que produce deflexión de los rayos de luz, haciéndolos pasar por el exterior de la distribución de masa. Una tercera suposición hecha fue que la fuente (galaxia) está perfectamente alineada con el centro del cúmulo, de tal manera que los arcos se forman en torno al centro del cúmulo. Estas suposiciones indican *a priori* que la determinación que se hará de las masas de los cúmulos a través de este método, será poco real, sin embargo será posible estimar un orden de magnitud para la masa.

Los 3 valores que se necesitan para utilizar la ecuación (1.33) son el *redshift* del cúmulo, que fue calculado en la sección anterior. El *redshift* del arco, que ya ha sido medido¹ y finalmente el radio de Einstein en unidades de arcosegundo que es medido a partir de las imágenes directas de los campos.

Para hacer una buena medición del radio de Einstein es necesario determinar cual es la posición del centro del cúmulo. Para hacerlo, se consideró el argumento que se describe a continuación.

¹La medición de los *redshift* espectroscópicos de los arcos ha sido realizada por el estudiante de doctorado Mauricio Carrasco.

5.2. DETERMINACIÓN DE LA MASA USANDO LENTES GRAVITACIONALES

Se ha observado una relación color-magnitud para cúmulos de galaxias (McIntosh et al. 2005) a partir de la cual se puede inferir que galaxias más luminosas son más rojas. Además, por lo general, las galaxias más luminosas son más masivas, entonces se concluye que para los cúmulos de galaxias, las galaxias más luminosas son más masivas y más rojas. A partir de este argumento, y considerando que en el centro de los cúmulos se encuentran los objetos más masivos, lo que se hizo fue escoger como centro, la posición de la galaxia roja más brillante del cúmulo. Esta elección podría haber sido hecha con un método más sofisticado, sin embargo, y considerando que sólo nos interesa tener un orden de magnitud para la masa obtenida a través de este método, se decidió que hacer la elección del centro del cúmulo de esta manera era suficiente.

En la Fig. (5.4) se muestra la imagen directa del cúmulo RCS2329-5295, dos circunferencias simulando el rango de posiciones donde está el anillo de Einstein, y el centro del cúmulo elegido. Se enumeran distintos objetos que parecían ser arcos, sin embargo la espectroscopía arrojó valores pequeños para los objetos 3 y 4, con lo que se descartó que fueran fuentes amplificadas debido al efecto de lente gravitacional. El objeto 1 tiene un *redshift* medido de $z = 1.5703 \pm 0.0008$ sin embargo, se presume que ha sido afectado por la presencia de las galaxias del cúmulo que están cerca de él, viéndose alterada su posición original (en este caso las galaxias estarían actuando como lentes). El objeto 2 no tiene un *redshift* medido, pero dada su similitud en color con el objeto 1, se supuso que la luz de ambos objetos proviene de la misma fuente, por lo que se decidió asignarle el mismo *redshift*, y usarlo para determinar el radio de Einstein. Se midió el radio de una circunferencia que pasara por la orilla interna del arco, y uno que pasara por la orilla externa de éste. Con esto se puede obtener un error asociado a la medición del radio de Einstein. La Fig. (5.5) muestra el espectro del objeto 1, las líneas identificadas y el *redshift* medido.

5.2. DETERMINACIÓN DE LA MASA USANDO LENTES GRAVITACIONALES

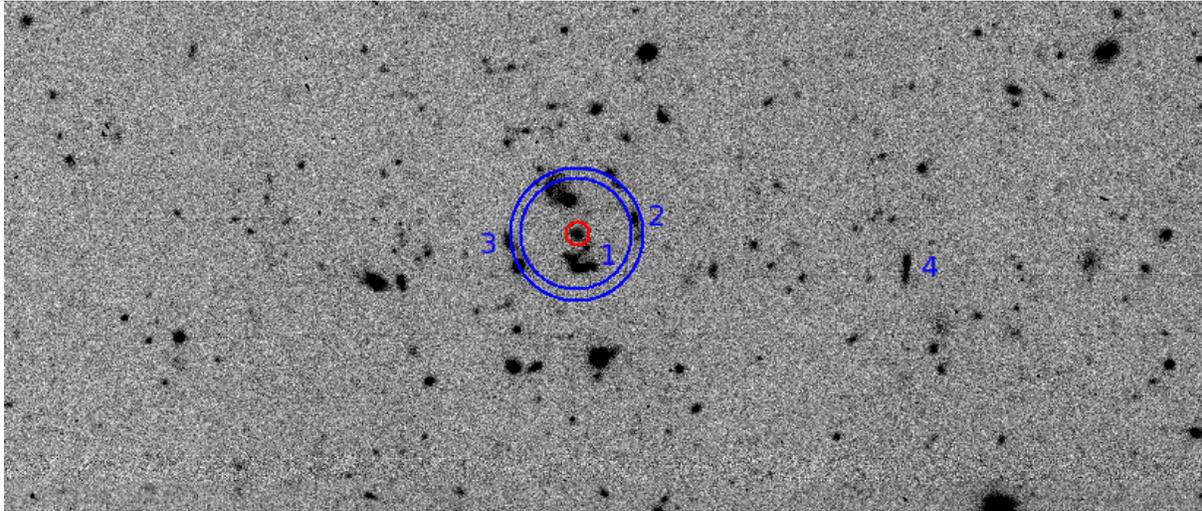


Figura 5.4: Anillo de Einstein para el cúmulo RCS2329-5295. El objeto 1 es un arco cuyo *redshift* es $z = 1.5703 \pm 0.0008$. El objeto 2 es un arco cuyo *redshift* no ha sido medido. El *redshift* del objeto 3 es $z = 0.5430 \pm 0.0004$. El *redshift* del objeto 4 es $z = 0.5260 \pm 0.0002$. Se miden 2 circunferencias concéntricas para establecer un rango para el radio de Einstein y para la masa. En color rojo se marca el centro del cúmulo elegido.

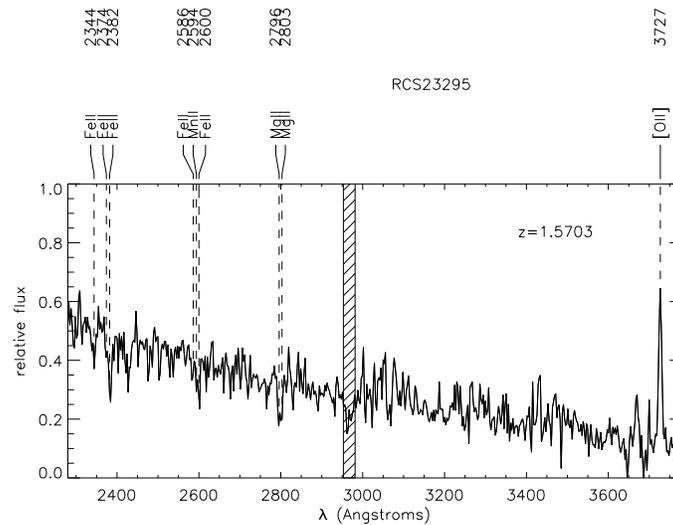


Figura 5.5: Espectro del objeto 1. El *redshift* fue medido por el estudiante de doctorado Mauricio Carrasco.

5.2. DETERMINACIÓN DE LA MASA USANDO LENTES GRAVITACIONALES

En la Fig. (5.6) se muestra la imagen directa del cúmulo RCS0047-1879, dos circunferencias simulando el rango de posiciones donde está el anillo de Einstein, y el centro del cúmulo elegido. Se enumeran dos objetos que parecen ser arcos. La espectroscopía arrojó los mismos valores para los dos objetos dado por $z = 1.542 \pm 0.003$. Sin embargo esta medición tiene una baja confiabilidad, debido a que el espectro no tenía una buena señal. Lo que se hizo fue medir un anillo de Einstein que pasara por la parte más interna del objeto 1, y otro anillo concéntrico a éste que pasara por la parte más externa del objeto 2. Con estas dos mediciones se determinó un rango para la posición del anillo de Einstein, y con ello un rango para la masa contenida dentro del anillo.

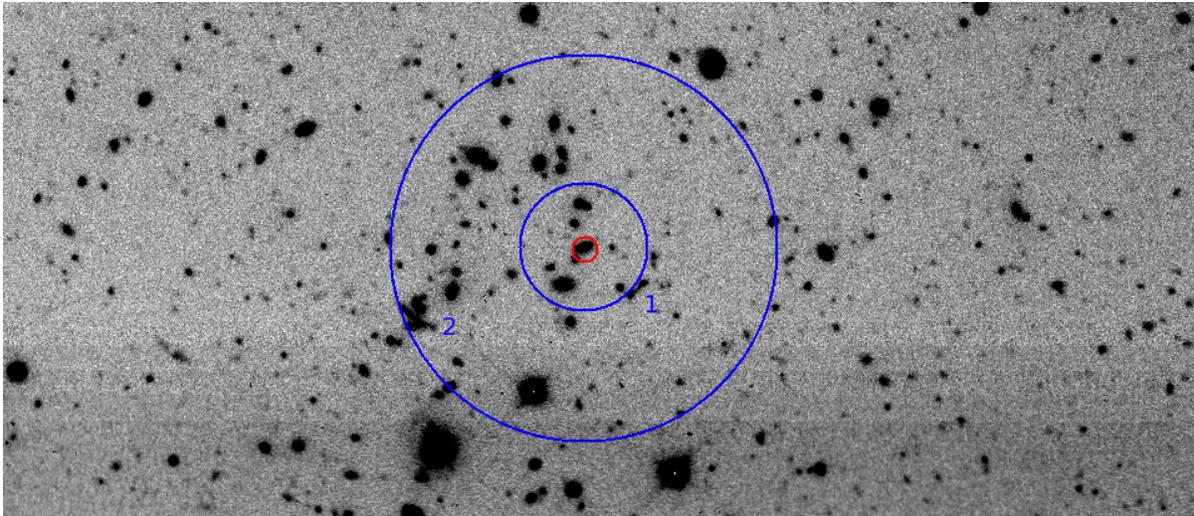


Figura 5.6: Anillo de Einstein para el Cúmulo RCS0047-1879. Los 3 arcos de la imagen están a *redshift* $z = 1.542 \pm 0.003$. Se miden 2 anillos de Einstein concéntricos para establecer un rango para el radio de Einstein y para la masa. En color rojo se marca el centro del cúmulo elegido.

La Fig. (5.7) muestra el espectro de uno de los arcos, las líneas identificadas y el *redshift* medido.

5.2. DETERMINACIÓN DE LA MASA USANDO LENTES GRAVITACIONALES

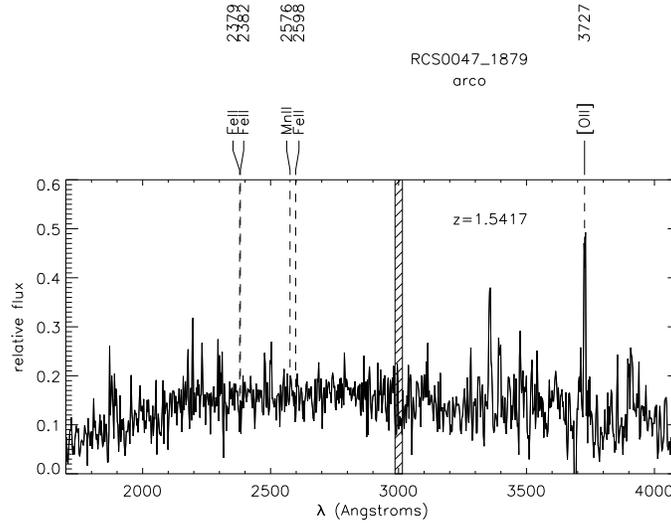


Figura 5.7: Espectro de uno de los arcos. El *redshift* fue medido por el estudiante de doctorado Mauricio Carrasco.

Teniendo los valores para los radios de Einstein de ambos cúmulos, se midió la masa dentro del radio de Einstein usando la ecuación (1.33). Los resultados se muestran en la tabla (5.3).

Cúmulo	z_d	z_s	θ_E (arcsec)	$M(\lesssim \theta_E)$ ($10^{14} M_\odot h^{-1}$)
RCS2329-5295	0.5325 ± 0.0004	1.5703 ± 0.0008	9.6	0.18
RCS2329-5295	0.5325 ± 0.0004	1.5703 ± 0.0008	11.5	0.27
RCS0047-1879	0.7254 ± 0.0003	1.542 ± 0.003	13.0	0.52
RCS0047-1879	0.7254 ± 0.0003	1.542 ± 0.003	39.1	4.71

Tabla 5.3: Masas de los Cúmulos, usando Lentes Gravitacionales. Se muestran los *redshift* de la fuente y el lente (z_s, z_d respectivamente), el radio de Einstein medido (θ_E) y la masa dentro de dicho radio.

Con las dos medidas que se tenían para el radio de Einstein se definió un rango para el valor de la masa contenida dentro de este radio. Con esto se pudo calcular una masa (promedio de las dos mediciones) con su error asociado. En la tabla (5.3) se resumen los resultados obtenidos para las masas de ambos cúmulos.

5.2. DETERMINACIÓN DE LA MASA USANDO LENTES GRAVITACIONALES

Cúmulo	$M(\lesssim \theta_E) (10^{14} M_{\odot} h^{-1})$
RCS2329-5295	0.23 ± 0.04
RCS0047-1879	2.61 ± 2.10

Tabla 5.4: Masa de los cúmulos calculada usando la teoría de lentes gravitacionales.

Capítulo 6

Análisis y Discusión

6.1. Perfil de Masa de los Cúmulos

Considerando los resultados obtenidos para las masas de los cúmulos, se construyó un gráfico de masa versus radio para cada cúmulo, que se muestra en la Fig. (6.1).

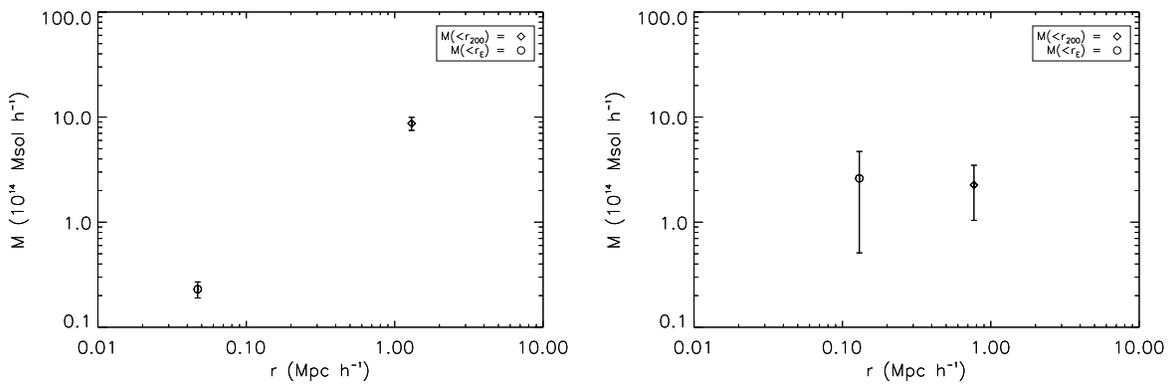


Figura 6.1: Masa de los cúmulos en función del radio. **A la izquierda** se muestran los resultados para el cúmulo RCS2329-5295. **A la derecha** se muestran los resultados para el cúmulo RCS0047-1879.

6.1. PERFIL DE MASA DE LOS CÚMULOS

En la Fig. (6.1), se observan resultados esperados, donde la masa contenida dentro del radio de Einstein es menor que la contenida dentro de r_{200} . Para el caso de RCS2329-5295, el radio de Einstein es mucho más pequeño que r_{200} , y por ende los valores de la masa son muy distintos. En el caso de RCS0047-1879, se midió un radio de Einstein mucho más cercano a r_{200} , y los valores de la masa son muy parecidos, incluso se observa que el valor de la masa contenida en el radio de Einstein es un poco mayor que el valor de la masa contenida en r_{200} , lo cual no puede ser posible, sin embargo, la barra de error para la masa contenida dentro del radio de Einstein es bastante grande, por lo cual se considera un resultado coherente.

Se construyó un gráfico (ver Fig. (6.2)) con las dos medidas que se calcularon para la masa de cada cúmulo (una medida para la masa contenida dentro del radio de Einstein y una medida para la masa contenida dentro de r_{200}), para poder comparar los 4 resultados.

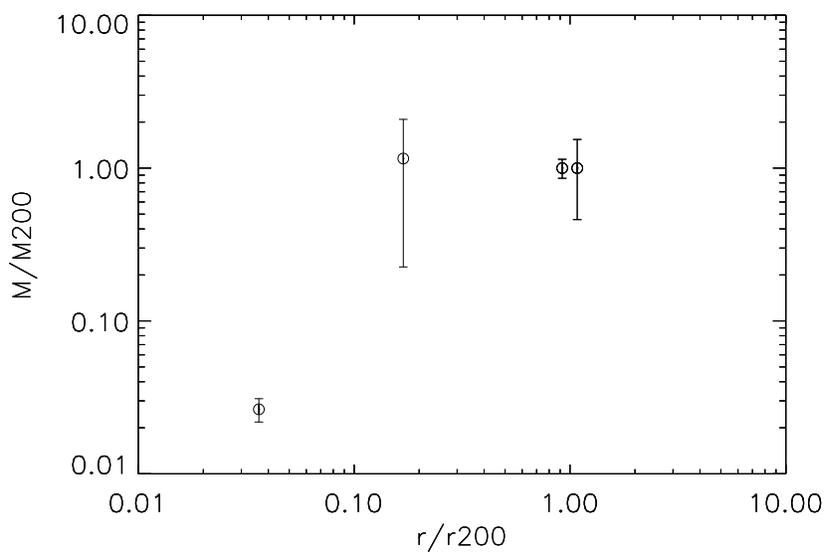


Figura 6.2: Masa de los dos cúmulos en función del radio, escalado a M_{200} y R_{200} . Los dos puntos de más a la derecha deberían estar en $r/r_{200} = 1$, pero fueron desplazados un poco para que se pudieran distinguir.

Sería interesante estudiar la forma en que varía la densidad de galaxias a medida que la distancia hacia el centro del cúmulo aumenta (perfil de densidad), sin embargo, es claro que teniendo la información de sólo dos cúmulos, cualquier modelo que se utilice ajustará bien a los puntos, dentro de sus barras de error, por lo cual esta tarea quedará pendiente para un trabajo futuro, cuando se cuente con la masa de una mayor cantidad de cúmulos.

6.2. Densidad de Galaxias según su Tipo Espectral

Se estudió la densidad de galaxias según su tipo espectral para los dos cúmulos del RCS2. Para ello, a partir de las tablas (C.1) y (C.2) del Apéndice, se construyó un gráfico (ver Fig. (6.3)) que muestra las posiciones de las galaxias del cúmulo en torno al centro de éste, señalándose cuales galaxias presentaron líneas de emisión y cuales presentaron líneas de absorción. Además se construyeron los histogramas de distribución de las galaxias de cada tipo espectral a partir de la posición central del cúmulo (ver Fig. (6.4)).

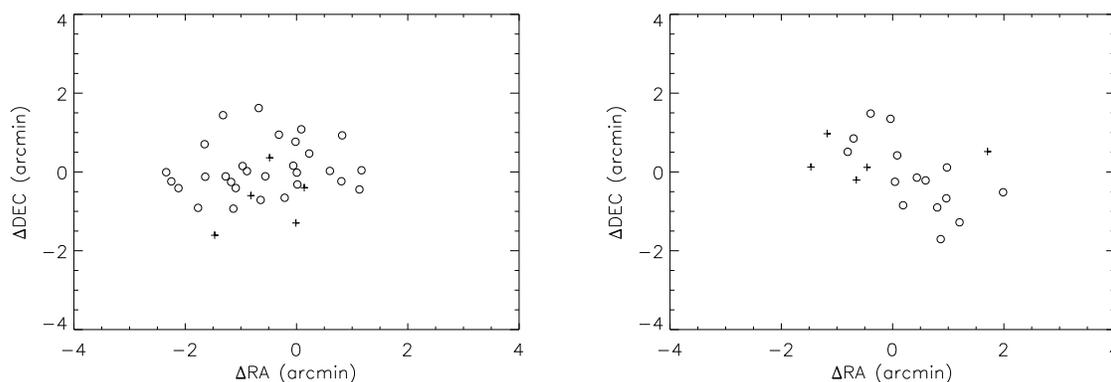


Figura 6.3: Posición de las galaxias en torno al centro del cúmulo. Se indican las galaxias que presentan líneas de absorción (círculos) y emisión (cruces). **A la izquierda** se observan los resultados para el cúmulo RCS2329-5295. **A la derecha** se observan los resultados para el cúmulo RCS0047-1879.

6.2. DENSIDAD DE GALAXIAS SEGÚN SU TIPO ESPECTRAL

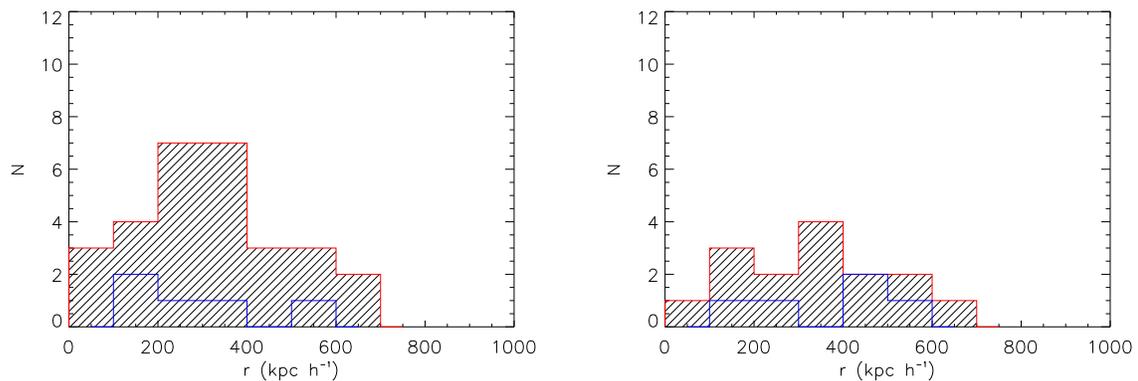


Figura 6.4: Distribución de las galaxias a partir del centro del cúmulo, según su característica espectral. Las galaxias que presentan líneas de absorción se muestran en color rojo (área achurada), y las que presentan líneas de emisión en color azul. **A la izquierda** se observan los resultados para el cúmulo RCS2329-5295. **A la derecha** se observan los resultados para el cúmulo RCS0047-1879.

Estudios han concluido que las líneas de emisión son más comúnmente encontradas en galaxias de tipo tardío que en galaxias de tipo temprano (Biviano et al. 1997). A partir de esto, y suponiendo que todas las galaxias que presentan líneas de emisión fueran de tipo tardío, y que todas las que presentan líneas de absorción fueran de tipo temprano, se puede observar que para ambos cúmulos hay una mayor cantidad de galaxias de tipo temprano. Sin embargo, se necesita un estudio mucho más profundizado para tener conclusiones más contundentes, ya que, en primer lugar, la suposición hecha no es necesariamente cierta (se necesita estudiar el perfil de luz de las galaxias para saber cual es realmente su tipo morfológico), en segundo lugar es necesario utilizar un método imparcial para la elección de galaxias a las cuales hacerles espectroscopía (por ejemplo el método de selección de la secuencia roja prioriza seleccionar las galaxias rojas, y en ultimo lugar las más azules) y en tercer lugar la cantidad de galaxias que están siendo estudiadas en cada cúmulo son muy pocas como para llegar a algo concluyente.

6.3. Perfeccionamiento de las Mediciones Realizadas

Para determinar la masa de los cúmulos, se idealizaron algunas situaciones, y se usaron simplificaciones y suposiciones, que podrían ser mejoradas en un trabajo futuro, de manera que se puedan obtener valores más precisos para las masas de los cúmulos. En esta sección se describen algunas de ellas.

- **Perfeccionamiento en la determinación de los *redshift* de los cúmulos:** En la sección 5.1.1 se empleó un método basado en un estimador de *biweight* para determinar el *redshift* de los cúmulos. Para usarlo, se seleccionó una muestra inicial de miembros, haciendo un corte en $\pm 4000 \text{ km s}^{-1}$ en torno a la mediana de la muestra. Este método de selección de miembros podría ser un poco más estricto. La adecuada selección de miembros del cúmulo nos entrega un valor más preciso para el *redshift* del cúmulo, y para la dispersión de velocidades, lo que implica un valor distinto en la determinación de M_{200} .

La combinación de la información de la posición y velocidad de los objetos en un cúmulo, representado por un gráfico de velocidad versus distancia al centro del cúmulo, puede revelar la presencia de “sobrevivientes intrusos” que hayan quedado después de este proceso de selección. Para identificarlos se puede aplicar el método “*shifting-gapper*” usado en Fadda et al. (1996), que va definiendo límites para la velocidad de un objeto según el radio al que está. Al iterar este proceso, se obtiene finalmente una convergencia en el número de miembros del cúmulo. En la Fig. (6.5) se muestra este método aplicado al cúmulo de Coma. Se puede observar que el método rechaza objetos muy alejados del centro del cúmulo y que además tienen velocidades altas.

6.3. PERFECCIONAMIENTO DE LAS MEDICIONES REALIZADAS

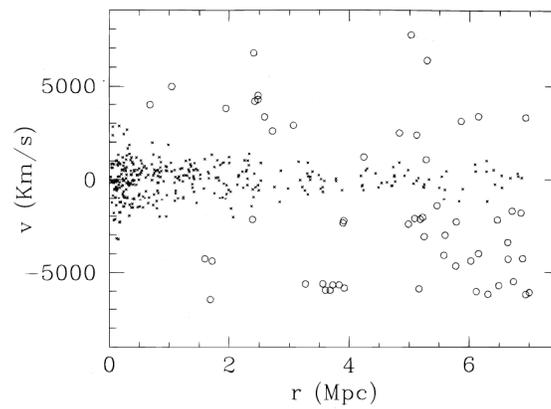


Figura 6.5: Método de “*shifting-gapper*” aplicado al cúmulo de Coma. Círculos indican objetos rechazados por el método, y cruces indican objetos que resultaron ser miembros del cúmulo. (Figura obtenida de Fadda et al. 1996.)

En la Fig. (6.6) se observa el mismo gráfico para nuestros cúmulos, pero sin haber empleado el método de “*shifting-gapper*”.

6.3. PERFECCIONAMIENTO DE LAS MEDICIONES REALIZADAS

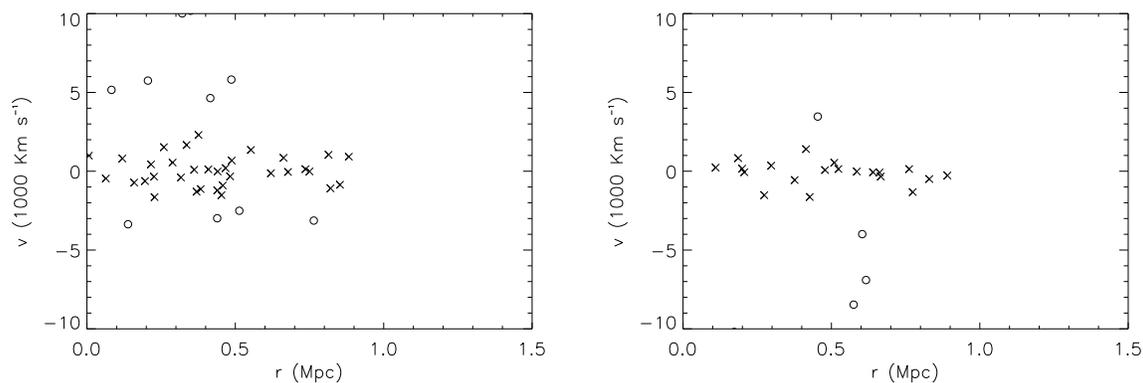


Figura 6.6: Gráfico de distancia radial desde el centro del cúmulo, versus velocidad de los objetos. Los círculos son objetos rechazados como miembros después de usar el estimador de *biweight*. Las cruces representan a los miembros del cúmulo. **A la izquierda** se muestran los resultados para el cúmulo RCS2329-5295. **A la derecha** se muestran los resultados para el cúmulo RCS0047-1879.

Es claro que nuestros cúmulos tienen una cantidad de objetos muy baja como para hacer comparaciones con el cúmulo de Coma, pero, en trabajos futuros donde se cuente con mayor cantidad de objetos, es sugerible emplear este método para mejorar la selección de miembros del cúmulo, y obtener una medida más precisa de la masa.

Luego de realizar el “*shifting-gapper*” es sugerible reutilizar el estimador de *biweight* con la nueva muestra de datos, e iterar hasta encontrar una convergencia para el *redshift* del cúmulo.

- **Perfeccionamiento en el modelo de lentes gravitacionales:** Para determinar la masa contenida dentro del radio de Einstein, se utilizó un modelo que suponía una distribución de masa esféricamente simétrica para el cúmulo. Esta suposición, puede ser mejorada, suponiendo distribuciones de masa elípticas. Estudios han revelado que al suponer distribuciones de masa elípticas, se obtienen masas de 20% ó hasta 40% más bajas que las

determinadas usando un modelo de distribución esférica (Allen et al. 1996a; Pierre et al. 1996).

- **Perfeccionamiento en la determinación del centro del cúmulo:** En la sección 5.2 se determinó el centro del cúmulo usando la galaxia roja más brillante que se vió. Esto da un valor para la posición del centro poco preciso. Una manera de mejorar esta determinación, es, bajo el mismo concepto, seleccionar todas las galaxias rojas brillantes que se vean, y calcular un centro de masa para determinar la posición central del cúmulo. Esto ayudaría a disminuir el error en la determinación de la masa que se hizo a partir de la teoría de lentes gravitacionales.

Capítulo 7

Conclusiones

Se determinó la masa M_{200} para dos cúmulos del RCS2 de forma satisfactoria. Para ello, se utilizaron los espectros obtenidos con el instrumento GISMO, con el cual es posible hacer espectroscopía multi-objeto, obteniendo ~ 100 espectros por cúmulo, con una sola máscara. En el proceso de medición de *redshift* de los objetos, se perdieron ~ 40 espectros por cúmulo, debido a baja señal, y de esos 40, sólo 34 resultaron ser miembros del cúmulo RCS2329-5295, y 20 del cúmulo RCS0047-1879. Se calculó un *redshift* para los cúmulos, y sus dispersiones de velocidades, usando un estimador de *biweight*, que es resistente frente a la presencia de contaminantes. Los errores se estimaron usando el método de *jackknife*. Los resultados obtenidos para los *redshift* y masas de los cúmulos fueron $z = 0.5325 \pm 0.0004$ y $M_{200} = (8.71 \pm 1.24) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$ para RCS2329-5295, y para RCS0047-1879, $z = 0.7255 \pm 0.0003$ y $M_{200} = (2.26 \pm 1.22) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$. Un posible perfeccionamiento que se le puede hacer a esta determinación, es utilizar un método más sofisticado para el rechazo de miembros del cúmulo, como el método de *shifting-gapper*.

Usando los arcos presentes en los cúmulos, debido al efecto de lente gravitacional, se hizo una determinación de la masa contenida dentro del radio de Einstein. Para ello se usó un modelo

7. Conclusiones

que supone una distribución de masa esféricamente simétrica para el cúmulo y además supone una alineación perfecta de la fuente el lente y el observador. Se determinó el centro del cúmulo usando la galaxia roja más brillante de éste. Usando este modelo se obtuvo una masa $M(\lesssim \theta_E) = (0.23 \pm 0.17) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$ para RCS2329-5295 y $M(\lesssim \theta_E) = (2.38 \pm 1.81) \times 10^{14} M_{\odot} h^{-1}$ para RCS0047-1879. Estos valores son poco precisos, ya que el modelo utilizado hace suposiciones poco reales, sin embargo, esta determinación podría ser mejorada, usando modelos más adecuados para la distribución de masa del cúmulo y una técnica más precisa para la determinación del centro del cúmulo.

A partir de las dos determinaciones de la masa para cada cúmulo, se construyó un gráfico de radio versus masa, escalado a r_{200} y a M_{200} respectivamente, para tener una idea del perfil de distribución de masa que siguen los cúmulos. El ajuste a alguno de los modelos conocidos, se dejó pendiente para un trabajo futuro cuando se tengan valores para las masas de más cúmulos.

Finalmente se estudió la densidad de galaxias según su tipo espectral. Suponiendo que todas las galaxias que tienen líneas de emisión son de tipo tardío y que todas las que tienen líneas de absorción son de tipo temprano, se concluyó que galaxias de tipo temprano (como las elípticas) son más comúnmente encontradas en ambos cúmulos. Sin embargo es necesario un estudio más detallado del tipo morfológico de las galaxias, para poder hacer un análisis más profundo.

Apéndice A

Imágenes Obtenidas Durante la Reducción de Datos

En esta sección se muestran algunas imágenes que se obtienen durante el proceso de reducción de datos. La Fig. (A.1) muestra la imagen obtenida directamente del telescopio, sin ningún tipo de corrección ni reducción. La Fig. (A.2) muestra la misma imagen de (A.1), pero ya reducida y con el cielo sustraído. Finalmente la Fig. (A.3) muestra la imagen obtenida después de sumar las cuatro exposiciones y ordenar los espectros de manera que estuvieran alineados según longitud de onda.

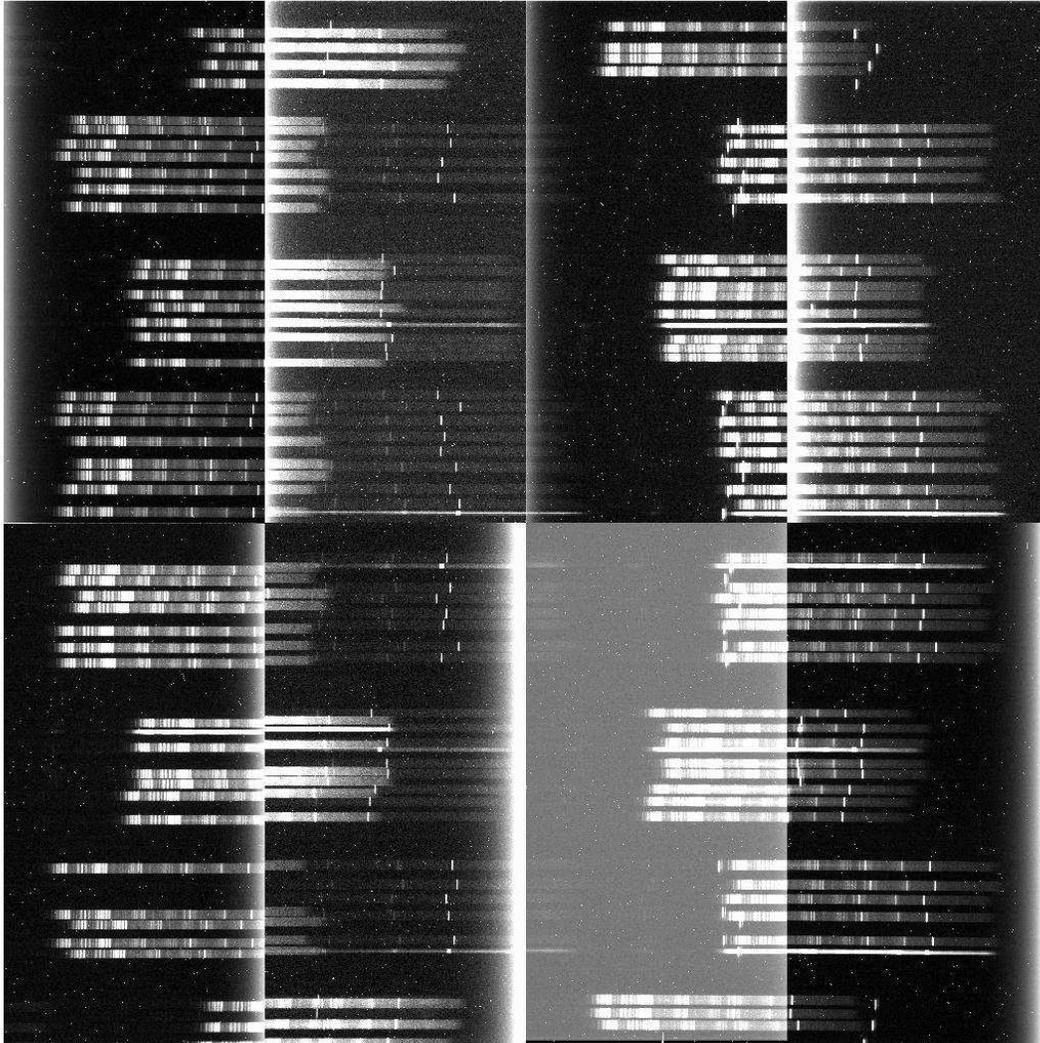


Figura A.1: Imagen obtenida usando GISMO. Es interesante ver que en los ocho CCD se ven ~ 100 espectros de las galaxias de un cúmulo. Esta imagen es una de las exposiciones del cúmulo RCS2329-5295.

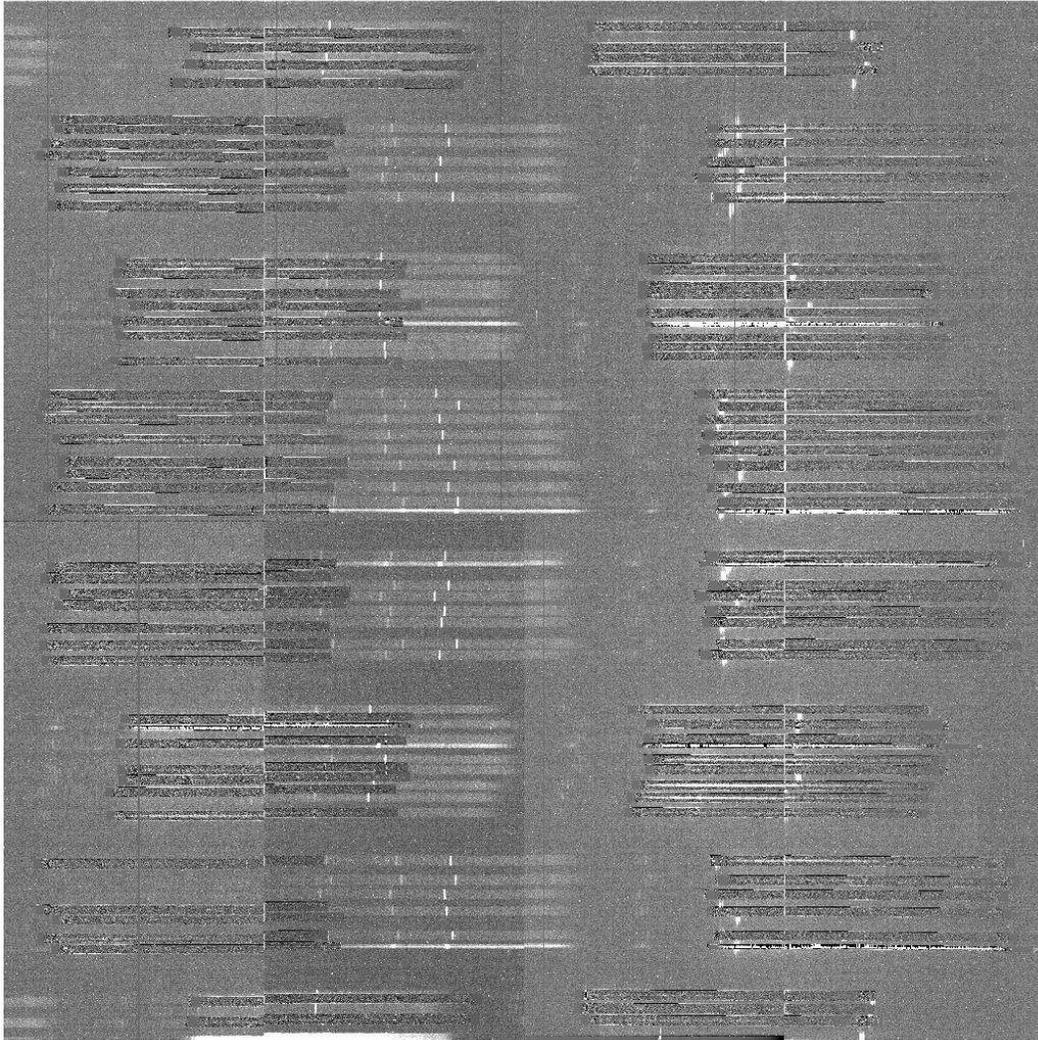


Figura A.2: Imagen obtenida después del proceso de sustracción del cielo. Esta imagen es una de las exposiciones del cúmulo RCS2329-5295.

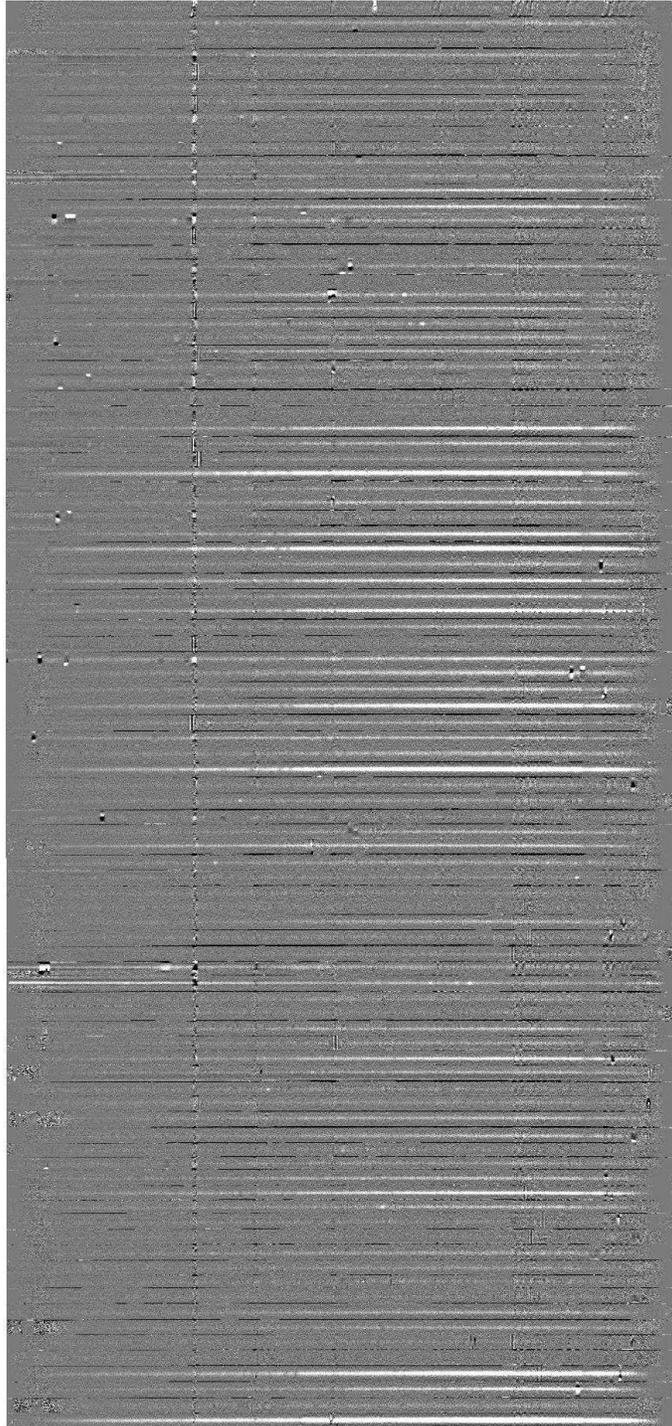


Figura A.3: Imagen obtenida después de haber extraído a 2D y ordenado los espectros en una sola imagen, alineados en longitud de onda. Esta imagen corresponde a los espectros de las galaxias del cúmulo RCS2329-5295.

Apéndice B

Interfaz de los Programas para la Medición de Redshift

Para medir el *redshift* de las galaxias, se utilizaron 2 programas independientes. El primero es *viewspectra*, que viene incluido en el software COSMOS, y el segundo es *xcsao* que viene incluido en la rutina *rvsao* de IRAF. En este Apéndice se muestra la interfaz gráfica de estos dos programas. En las Fig. (B.1) y (B.2) se muestra la interfaz de *viewspectra*, y en la Fig. (B.3) y (B.4) se muestra la interfaz de *xcsao*.

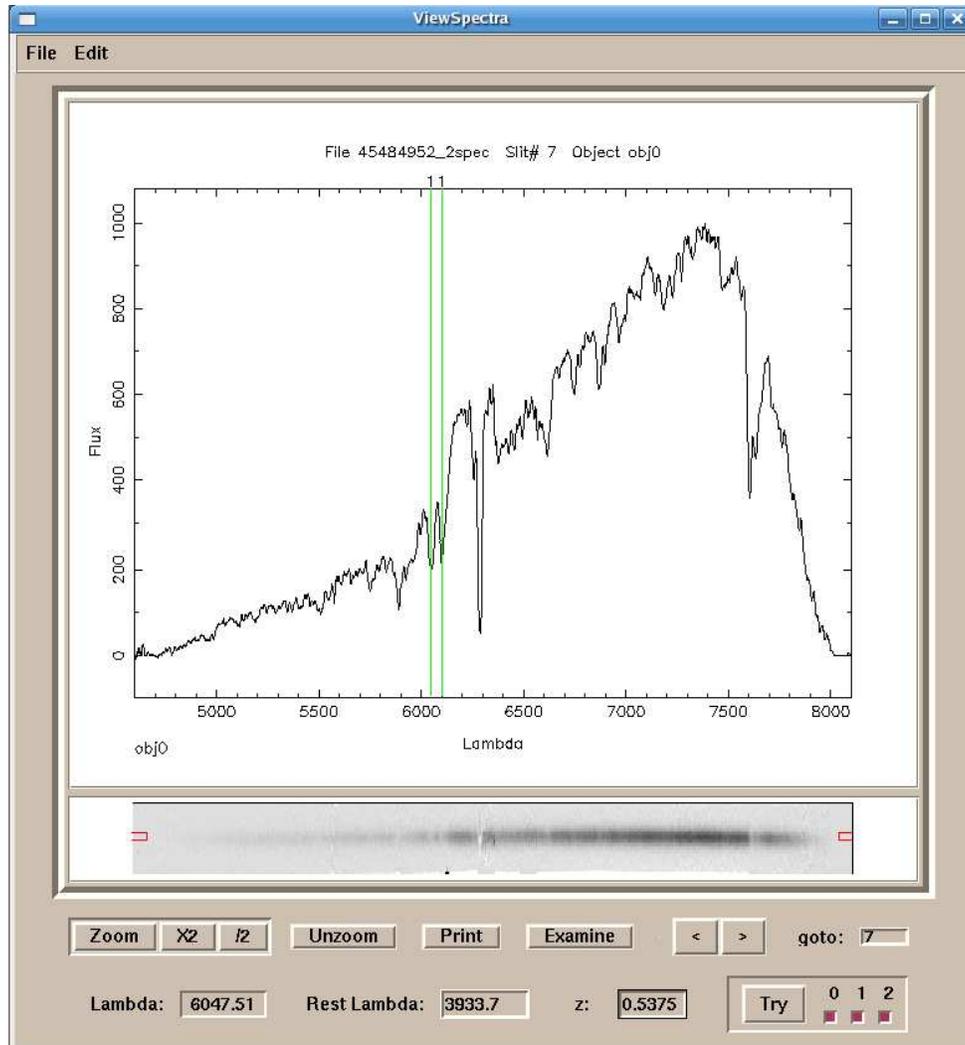


Figura B.1: Interfaz óptica de *viewspectra*. Se muestra la ventana principal del programa, donde se despliega el espectro 2D y sobre él el espectro 1D. En el espectro 2D se observan 2 cajas que se pueden mover para seleccionar la región que está siendo extraída en 1D. Las dos líneas verticales que se observan son las posiciones de las líneas H y K del Ca a un *redshift* de 0.5375. Corresponde al espectro de una de las galaxias de cúmulo RCS2329-5295.

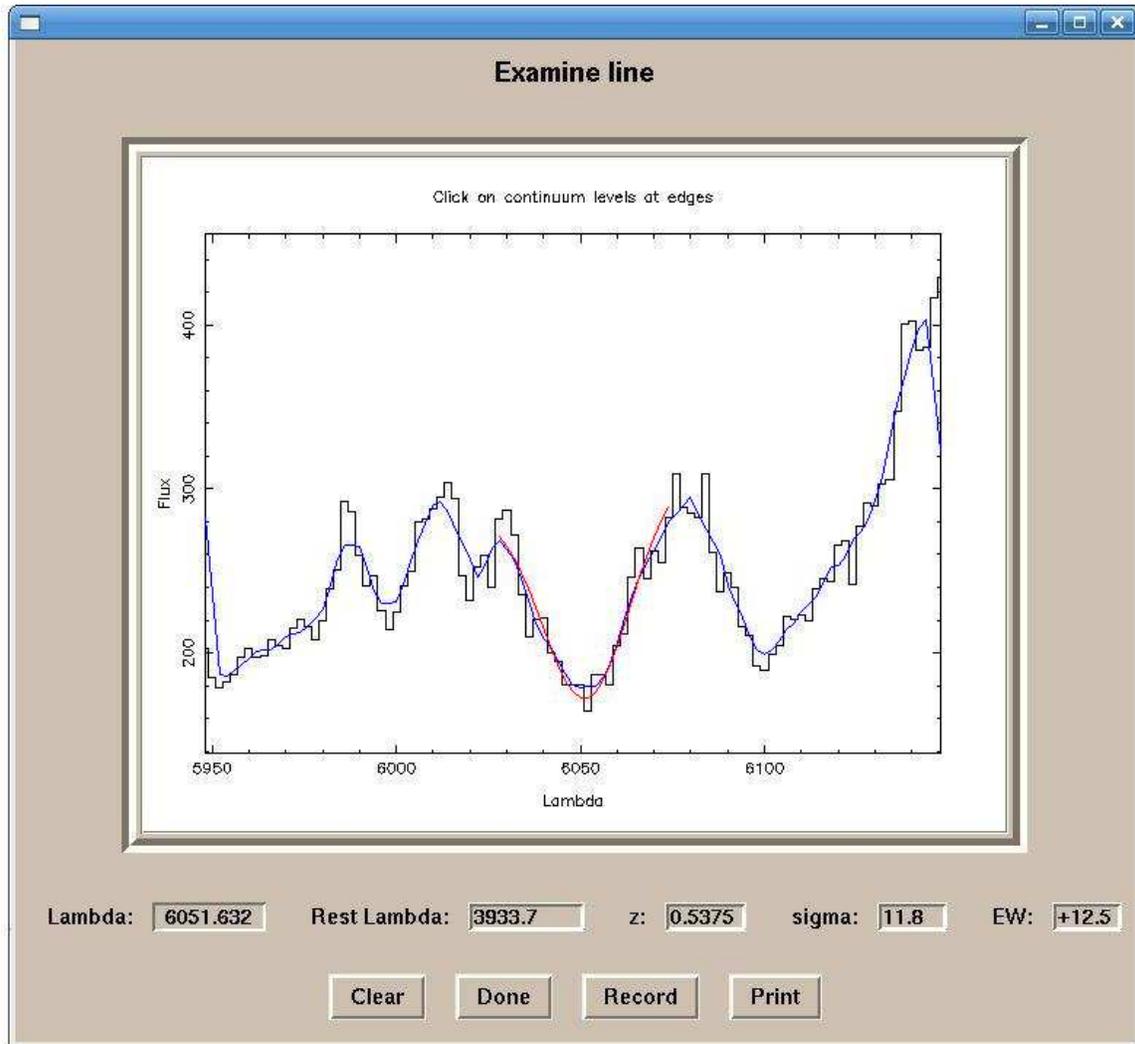


Figura B.2: Interfaz óptica de la ventana de examinación de una línea. Se muestra el ajuste gaussiano hecho por *viewspectra* (en color rojo).

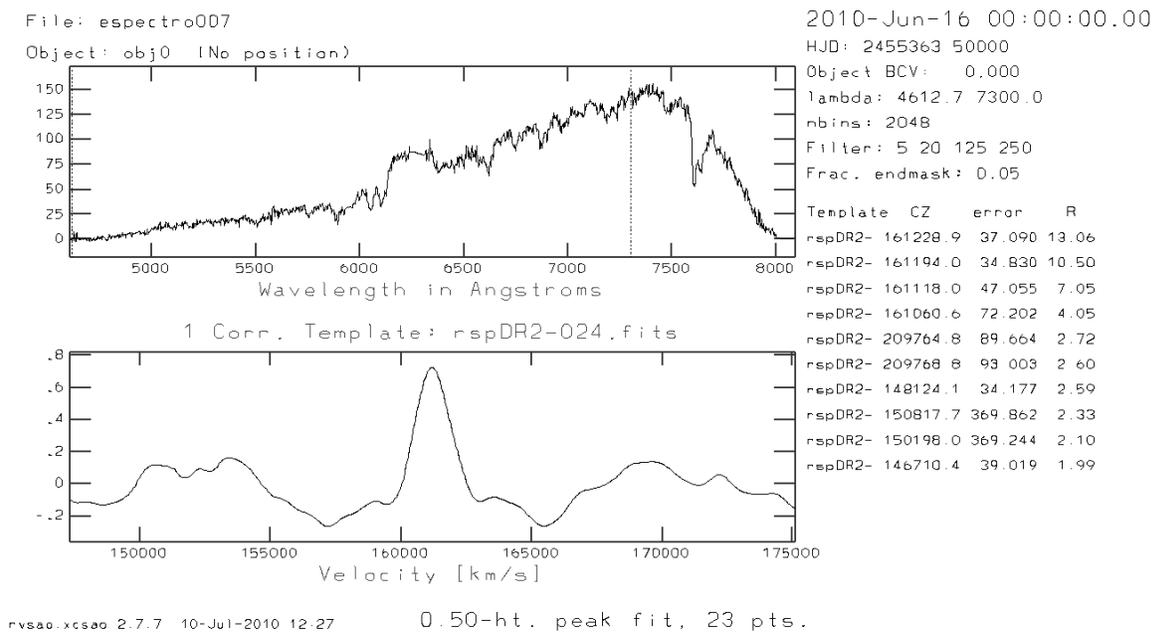


Figura B.3: Interfaz óptica de la tarea *xcsao*. Arriba se observa el espectro de la galaxia, y abajo el *peak* encontrado por la cross-correlación entre éste y un *template*. A la derecha de despliegan los resultados encontrados haciendo cross-correlación con 10 templates distintos.

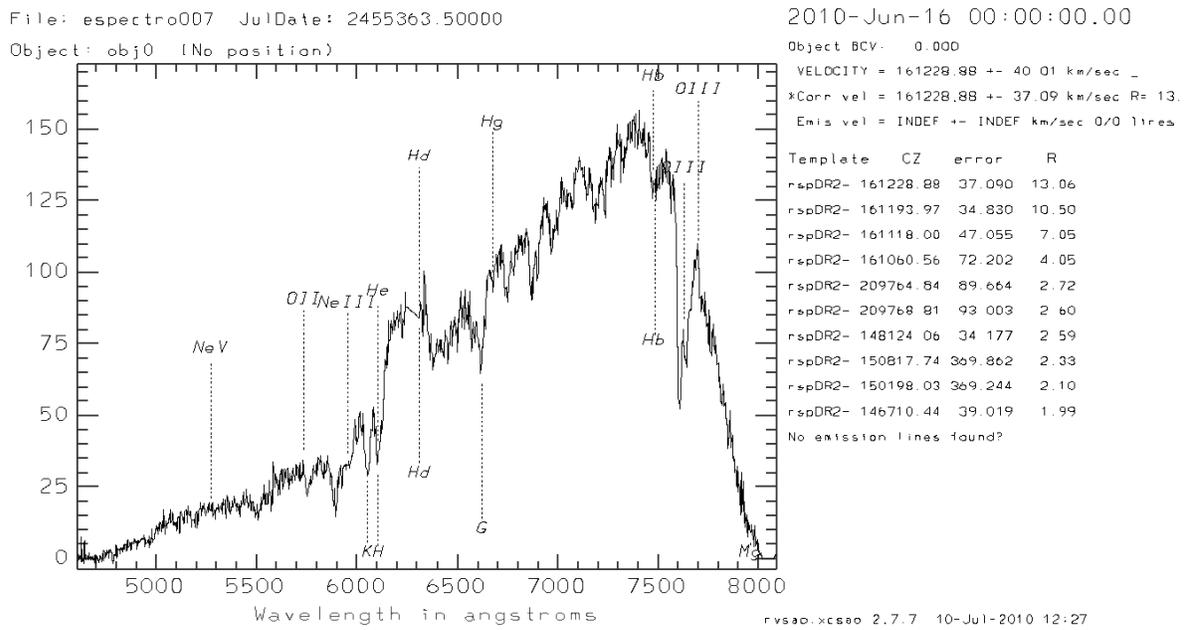


Figura B.4: Interfaz óptica de la Identificación de Líneas de *xcsoo*. Se observa que las líneas de H y K del Ca están correctamente identificadas.

Apéndice C

Resultado de la Medición de Redshift de las Galaxias

En este apéndice se presentan los resultados obtenidos para la medición de los *redshift* de las galaxias de los dos cúmulos. Las tablas (C.1) y (C.2) corresponden a los resultados de los cúmulos RCS2329-5295 y RCS0047-1879 respectivamente.

Tabla C.1: *Redshift* de las Galaxias de RCS2329-5295. Se muestran las coordenadas y *redshift* de cada galaxia (con su error asociado). Además se muestra la línea utilizada para la medición del *redshift*. Este cúmulo contaba con 94 espectros, pero se logró medir *redshift* a 55 galaxias. Se presenta el parámetro de confiabilidad, siendo 1: Muy confiable, 2: Confiable, 3: Poco confiable, 4: Muy poco confiable.

RA J2000	DEC J2000	z	Error z	Parámetro de Confiabilidad	Línea identificada
23:29:47.818	-01:20:47.44	0.5376	0.0004	1	Ca HK
23:29:45.622	-01:19:07.05	0.5983	0.0002	1	Ca HK
23:29:44.138	-01:19:09.15	0.5369	0.0002	1	Ca HK
23:29:47.675	-01:19:19.91	0.5976	0.0002	2	Ca HK
23:29:41.673	-01:19:19.98	0.5332	0.0004	4	Ca HK
23:29:44.626	-01:19:33.57	0.5197	0.0003	1	Ca HK/OII
23:29:41.296	-01:19:36.92	0.7573	0.0001	2	OII
23:29:47.510	-01:19:41.50	0.5331	0.0001	1	Ca HK
23:29:45.120	-01:19:43.84	0.5173	0.0003	4	Ca HK
23:29:45.972	-01:19:49.67	0.5443	0.0002	4	Ca HK

C. Resultado de la Medición de Redshift de las Galaxias

Tabla C.1: Redshift de las Galaxias de RCS2329-5295. (Continuación)

RA J2000	DEC J2000	z	Error z	Parámetro de Confiabilidad	Línea identificada
23:29:50.531	-01:19:50.73	0.5335	0.0001	2	Ca HK
23:29:43.191	-01:19:53.27	0.5980	0.0001	2	OII
23:29:51.891	-01:19:59.51	0.6597	0.0002	1	Ca HK/OII
23:29:47.276	-01:20:00.47	0.5353	0.0002	1	Ca HK
23:29:44.008	-01:20:03.67	0.5562	0.0004	4	Ca HK
23:29:40.767	-01:20:04.19	0.5323	0.0004	2	Ca HK
23:29:48.430	-01:20:18.45	0.5293	0.0002	2	Ca HK
23:29:39.524	-01:20:23.11	1.0283	0.0001	2	OII
23:29:45.635	-01:20:24.88	0.5241	0.0002	1	OII/OIII
23:29:46.844	-01:20:27.57	0.5153	0.0001	2	Ca HK
23:29:44.626	-01:20:27.50	0.6743	0.0002	3	Ca HK
23:29:48.265	-01:20:36.53	0.5589	0.0001	2	OII
23:29:49.783	-01:20:36.90	0.5619	0.0003	4	Ca HK
23:29:47.462	-01:20:36.92	0.5302	0.0001	1	Ca HK
23:29:51.369	-01:20:38.09	0.5845	0.0003	1	Ca HK
23:29:43.823	-01:20:37.44	0.5259	0.0007	3	Ca HK
23:29:39.613	-01:20:39.84	0.5165	0.0001	1	Ca HK/OII
23:29:52.433	-01:20:43.90	0.5324	0.0002	1	Ca HK
23:29:50.174	-01:20:44.91	0.5308	0.0002	2	Ca HK
23:29:51.190	-01:20:45.52	0.5837	0.0002	2	Ca HK
23:29:44.207	-01:20:45.18	0.5410	0.0003	3	Ca HK
23:29:38.426	-01:20:46.81	0.5372	0.0004	2	Ca HK
23:29:45.601	-01:20:53.05	0.5347	0.0002	1	Ca HK
23:29:42.751	-01:20:53.17	0.5308	0.0003	3	Ca HK
23:29:41.296	-01:20:53.72	0.5319	0.0002	1	Ca HK
23:29:51.149	-01:21:00.62	0.5305	0.0003	3	Ca HK
23:29:38.920	-01:21:00.81	0.5281	0.0001	1	Ca HK
23:29:43.225	-01:21:01.71	0.5248	0.0002	1	Ca HK
23:29:48.032	-01:21:05.43	0.5366	0.0003	3	Ca HK
23:29:48.567	-01:21:10.44	0.5288	0.0002	1	Ca HK/OII
23:29:43.651	-01:21:10.97	0.5263	0.0001	4	Ca HK
23:29:39.538	-01:21:11.07	0.5378	0.0002	2	Ca HK
23:29:52.564	-01:21:13.10	0.5279	0.0003	1	Ca HK
23:29:44.853	-01:21:22.53	0.5267	0.0001	1	OII/OIII
23:29:47.318	-01:21:25.76	0.5403	0.0003	2	Ca HK
23:29:51.733	-01:21:27.75	0.3506	0.0001	1	OII/OIII
23:29:45.615	-01:21:29.08	0.5330	0.0005	1	Ca HK
23:29:50.222	-01:21:32.77	0.3320	0.0001	1	OII/OIII
23:29:39.284	-01:21:33.80	0.7738	0.0004	4	Ca HK
23:29:41.234	-01:21:41.08	0.5325	0.0002	1	Ca HK
23:29:43.788	-01:21:42.32	0.5394	0.0003	2	Ca HK
23:29:46.816	-01:21:59.71	0.5622	0.0003	1	OIII
23:29:48.492	-01:22:04.13	0.5360	0.0003	3	OII
23:29:44.042	-01:22:04.00	0.7638	0.0002	2	OII
23:29:42.841	-01:22:22.83	0.5270	0.0001	1	OII/OIII

C. Resultado de la Medición de Redshift de las Galaxias

Tabla C.2: *Redshift* de las Galaxias de RCS0047-1879. Se muestran las coordenadas y *redshift* de cada galaxia (con su error asociado). Además se muestra la línea utilizada para la medición del *redshift*. Este cúmulo contaba con 95 espectros, pero se logró medir *redshift* a 51 galaxias. Se presenta el parámetro de confiabilidad, siendo 1: Muy confiable, 2: Confiable, 3: Poco confiable, 4: Muy poco confiable.

RA J2000	DEC J2000	z	Error z	Parámetro de Confiabilidad	Línea identificada
00:52:10.929	04:33:29.01	0.7167	0.0002	3	Ca HK
00:52:11.910	04:31:59.59	0.7226	0.0002	1	Ca HK
00:52:05.805	04:32:10.65	0.9594	0.0001	2	OII
00:52:13.996	04:32:11.02	1.0160	0.0002	2	OII
00:52:11.947	04:32:21.79	1.0783	0.0002	4	Ca HK
00:52:08.678	04:32:22.49	0.6768	0.0001	3	Ca HK
00:52:13.299	04:32:25.21	0.7263	0.0002	1	Ca HK
00:52:07.143	04:32:26.42	0.5988	0.0001	1	OII/OIII
00:52:11.507	04:32:29.52	0.4271	0.0002	1	OIII/H β
00:52:14.879	04:32:40.85	0.9244	0.0001	2	OII
00:52:15.816	04:32:41.41	0.4193	0.0001	1	OIII/H β
00:52:09.668	04:32:45.38	0.6240	0.0002	1	OII/OIII
00:52:06.585	04:32:46.56	0.9762	0.0001	2	OII
00:52:11.717	04:32:47.83	0.7263	0.0002	1	Ca HK
00:52:09.258	04:32:51.13	0.7223	0.0003	4	Ca HK
00:52:13.510	04:32:55.95	1.0916	0.0002	3	OII
00:52:05.342	04:32:56.99	0.9591	0.0001	1	Ca HK/OII
00:52:12.391	04:33:01.78	0.7286	0.0003	1	Ca HK
00:52:10.584	04:33:04.14	0.5410	0.0004	3	Ca HK
00:52:16.496	04:33:10.97	0.7239	0.0004	4	Ca HK
00:52:10.338	04:33:13.79	0.5012	0.0001	1	OIII/H β
00:52:08.717	04:33:26.91	0.7268	0.0003	1	Ca HK
00:52:05.931	04:33:29.54	0.7275	0.0001	2	OII
00:52:10.304	04:33:33.26	0.7264	0.0003	1	Ca HK
00:52:02.881	04:33:36.93	0.5429	0.0002	4	Ca HK
00:52:10.135	04:33:46.61	0.6668	0.0001	2	OII
00:52:05.969	04:33:47.13	0.5419	0.0004	1	Ca HK
00:52:12.492	04:33:48.72	0.7161	0.0003	3	Ca HK
00:52:06.725	04:33:48.88	0.7251	0.0002	3	OII
00:52:02.680	04:33:49.34	0.7251	0.0002	1	Ca HK/OII
00:52:04.756	04:33:56.93	0.8547	0.0001	1	Ca HK/OII
00:52:16.532	04:34:01.57	0.8956	0.0002	2	OII
00:52:14.870	04:34:02.92	1.0632	0.0002	3	Ca HK
00:52:08.925	04:34:07.10	0.7302	0.0002	1	Ca HK
00:52:13.430	04:34:07.33	0.5385	0.0002	4	Ca HK
00:52:11.580	04:34:10.13	0.7962	0.0002	3	OII
00:52:15.449	04:34:12.87	0.7179	0.0002	1	Ca HK/OII
00:52:05.365	04:34:12.52	0.7336	0.0003	2	Ca HK
00:52:08.810	04:34:20.66	1.2874	0.0001	2	OII
00:52:05.810	04:34:32.86	0.7259	0.0003	4	Ca HK

C. Resultado de la Medición de Redshift de las Galaxias

Tabla C.2: Redshift de las Galaxias de RCS0047-1879. (Continuación)

RA J2000	DEC J2000	z	Error z	Parámetro de Confiabilidad	Línea identificada
00:52:11.657	04:34:33.74	0.5435	0.0002	2	Ca HK
00:52:10.836	04:34:35.23	0.7454	0.0001	1	OII/OIII
00:52:03.914	04:34:40.06	0.7250	0.0001	2	OII
00:52:05.398	04:34:41.70	0.9406	0.0001	3	OII
00:52:11.320	04:34:47.19	0.8551	0.0002	1	Ca HK/OII
00:52:05.944	04:34:56.78	0.6858	0.0000	4	Ca HK
00:52:10.455	04:34:57.41	0.3089	0.0001	1	OIII/H β
00:52:08.510	04:35:02.75	0.7254	0.0003	1	Ca HK
00:52:09.733	04:35:03.76	0.7025	0.0001	1	OII/OIII
00:52:07.090	04:35:10.84	0.7236	0.0003	1	Ca HK

Referencias

- [1] Allen, S., Fabian, A. & Kneib, J. 1996a, MNRAS, 279, 615.
- [2] Beers, T., Flynn, K. & Gebhardt, K. 1990, AJ, 100, 32.
- [3] Biviano, A., Katgert, P., Mazure, A., Moles, M., den Hartog, R., Perea, J. & Focardi, P. 1997, A&A, 321, 84.
- [4] Blake, C. & Glazebrook, K. 2003, ApJ, 594, 665.
- [5] Blindert, K., Yee, H., Gladders, M. & Ellingson, E. 2004, ogci.conf, 215B.
- [6] Carlberg, R., Yee, H., Ellingson, E., Abraham, R., Gravel, P., Morris, S. & Pritchett, C. 1996, ApJ, 462, 32.
- [7] Carlberg, R., Yee, H. & Ellingson, E. 1997, ApJ, 478, 462.
- [8] Cole, S. & Lacey, C. 1996, MNRAS, 281, 716.
- [9] Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351.
- [10] Fadda, D., Girardi, G., Giuricin, G., Mardirossian, F. & Mezzetti, M. 1996, ApJ, 473, 670.
- [11] Felten, J., Gould, R., Stein, W. & Woolf, N. 1966, ApJ, 146, 955.

- [12] Fort, B. & Mellier, Y. 1994, *A&A*, 5, 239.
- [13] Gladders, M. & Yee, H. 2000, *AJ*, 120, 2148.
- [14] Gott, J. & Gunn, J. 1972, *ApJ* 176, 1.
- [15] Hogg, D. W. 2000, *astro.ph.9905116v4*.
- [16] Jaffe, A., Ade, P., Balbi, A., Bock, J., Bond, J., Borrill, J., Boscaleri, A., Coble, K., Crill, B, de Bernardis, P., Farese, P., Ferreira, P., Ganga, K., Giacometti, M., Hanany, S., Hivon, E., Hristov, V., Iacoangeli, A., Lange, A., Lee, A., Martinis, L., Masi, S., Mauskopf, P., Melchiorri, A., Montroy, T., Netterfield, C., Oh, S., Pascale, E., Piacentini, F., Pogosyan, D., Prunet, S., Rabii, B., Rao, S., Richards, P., Romeo, G., Ruhl, J., Scaramuzzi, F., Sforza, D., Smoot, G., Stompor, R., Winant, C. D., Wu, J. 2001, *PhRvL*, 86, 3475.
- [17] Kelson, D. 2003, *PASP*, 115, 688.
- [18] Komatsu, E., Dunkley, J., Nolta, M. R., Bennett, C. L., Gold, B., Hinshaw, G., Jarosik, N., Larson, D., Limon, M., Page, L., Spergel, D. N., Halpern, M., Hill, R. S., Kogut, A., Meyer, S., Tucker, G., Weiland, J., Wollack, E., Wright, E., 2009, *ApJS*, 180, 330.
- [19] McIntosh, D., Zabludoff, A., Rix, H. & Caldwell, N. 2005, *ApJ*, 619, 193.
- [20] Osterbrock, D., Tran H. & Veilleux, S. 1992, *ApJ*, 389, 305.
- [21] Pierre, M., Le Borgne, J., Soucail, G. & Kneib, J. 1996, *A&A*, 311, 413.
- [22] Riess, A., Strolger, L., Tonry, J., Casertano, S., Ferguson, H., Mobasher, B., Challis, P., Filippenko, A., Jha, Saurabh; Li, Weidong; Chornock, Ryan; Kirshner, Robert P.; Leibundgut, Bruno; Dickinson, Mark; Livio, Mario; Giavalisco, M., Steidel, C., Benítez, T., Tsvetanov, Z. 2004, *ApJ*, 607, 665.

-
- [23] Ryden, B. 2002, *Introduction to Cosmology*, San Francisco, CA: Addison-Wesley.
- [24] Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology, An Introduction*, Berlin: Springer.
- [25] Schneider, P. Kochanek, C. & Wambsganss, J. 2006, *Gravitational Lensing: Strong, Weak and Micro*, Berlin: Springer.
- [26] Sparke, L. & Gallagher III, J. 2007, *Galaxies in the Universe: An Introduction*, 2^a edición, Cambridge: Cambridge University Press.