



Influencia de la metalicidad en la Ley de Leavitt

Sebastián Alejandro Reyes Usma

Trabajo de grado presentado como requisito parcial para optar al título de físico

Director:
Dr. Alejandro García

Facultad de Ciencias, Departamento de Física
Bogotá, Colombia
29 de junio de 2026

Agradecimientos

Quiero agradecer a mis padres por haberme apoyado, acompañado y haber sacrificado madrugadas durante toda mi carrera. Siempre me quedará la enseñanza de hacer un buen trabajo y mantener los ánimos, a fin de cuentas, es lo que nos ha llevado a este punto de seguir compartiendo en familia. A mis amigos les agradezco la compañía y las charlas sobre física y temas varios, esos espacios para divertirse en ocasiones eran perfectos para discutir preguntas de la Física muy interesantes. A Ángela Cabrera le quiero agradecer su compañía incondicional durante la carrera y constantes consejos útiles, a pesar de ser testarudo a veces para aceptarlos. Al profesor Alejandro García le agradezco en gran medida el haberme acogido para dar mis primeros pasos en la investigación. Además de su paciencia, comprensión y honestidad en lo que hemos desarrollado. Con el profesor Alejandro siempre es gratificante las charlas sobre todo tipo de temas.

Quien también me ha acompañado todo este camino con su hiperactividad y acostado en mi cama cuando trasnocho, es mi perro Toby. Estoy feliz y agradecido de tener un amigo que siempre está dispuesto a salir a dar un paseo, no importa la hora.

Resumen

En este trabajo se determinó la distancia y el exceso de color interno de las galaxias NGC 6822, NGC 7793, WLM, NGC 3109 y NGC 300 mediante la Ley de Leavitt (LL) en filtros VIJK. La relación lineal en un filtro dado de la magnitud aparente y el logaritmo del periodo, de las variables Cefeidas de una galaxia, de la que se deriva la LL, se considera universal en el sentido de que la pendiente de la relación es la misma para todas las galaxias. La galaxia a partir de la cual se calcula la pendiente de la LL es la Gran Nube de Magallanes (LMC), con una metalicidad de -0.5 dex. En este trabajo utilizamos los resultados de LL para la LMC de Udalski (2000) para VI y Persson et al. (2004) para JK. Para verificar la universalidad de LL, los cálculos de distancia y exceso de color se realizaron sin asumir universalidad, es decir, trabajamos con una pendiente libre. Además, se restó la extinción del medio intergaláctico de los conjuntos de datos de cada galaxia para estudiar el exceso de color interno de la galaxia. Las galaxias estudiadas tienen metalicidades en el rango de -0.5 a -1.86 dex, para estudiar si hay cambios de los resultados de LL en función de la metalicidad. La LL se calculó utilizando una regresión MM robusta, que trata adecuadamente los valores atípicos y los datos extremos. La comparación de los resultados obtenidos con los reportados en el proyecto Araucaria y la base de datos NED/IPAC llevó a tres conclusiones. En primer lugar, las pendientes de todas las galaxias difieren de la LMC, sin embargo, no se observaron diferencias de las pendientes con respecto a la LMC en función de la metalicidad. En segundo lugar, los excesos de color obtenidos muestran una gran discrepancia con los valores reportados en la literatura. Finalmente, con el análisis de las pendientes para los filtros VIJK de la LL, el módulo de distancia verdadero, la distancia y el exceso de color de las cinco galaxias estudiadas no fue posible concluir sobre la universalidad de la LL, además, tampoco se identificó cómo cambia la LL con la metalicidad.

Palabras clave: Ley de Leavitt - Cefeidas - Gran Nube de Magallanes - Proyecto Araucaria - metalicidad

Abstract

In this work, the distance and internal color excess of galaxies NGC 6822, NGC 7793, WLM, NGC 3109 and NGC 300 were determined by Leavitt's Law (LL) in VIJK filters. The linear relationship in a given filter of the apparent magnitude and the logarithm of the period, of the Cepheid variables of a galaxy, from which the LL is derived, is considered universal in the sense that the slope of the relationship is the same for all galaxies. The galaxy from which the slope of the LL is calculated is the Large Magellanic Cloud (LMC), with a metallicity of -0.5 dex. In this work we use the LL results for the LMC from Udalski (2000) for VI and Persson et al. (2004) for JK. To verify the universality of LL, distance and color excess calculations were performed without assuming universality, i.e., we worked with a free slope. In addition, extinction was subtracted from the data sets of each galaxy to study the internal galaxy color excess. The galaxies studied have metallicities in the range of -0.5 to -1.86 dex, to study whether there are changes of LL results as a function of metallicity. LL was calculated using a robust MM regression, which adequately deals with outliers and extreme data. Comparison of the results obtained with those reported in the Araucaria project and the NED/IPAC database led to three conclusions. First, the slopes of all galaxies differ from the LMC, however, no differences of the slopes with respect to the LMC were observed as a function of metallicity. Secondly, the obtained color excesses show a large discrepancy with the values reported in the literature. Finally, with the analysis of the slopes for the VIJK filters of the LL, the true distance modulus, the distance and the color excess of the five studied galaxies it was not possible to conclude about the universality of the LL, moreover, it was also not identified how the LL changes with metallicity.

Keywords: Leavitt's Law - Cepheids - Large Magellanic Cloud - Araucaria Project - metallicity

Contenido

Agradecimientos	II
Resumen	III
Abstract	IV
Lista de figuras	VI
Lista de tablas	IX
1. Introducción	2
1.0.1. Breve recuento histórico de las variables Cefeidas	2
1.0.2. Galaxias a estudiar	5
2. Marco teórico	13
2.1. Mecanismo de pulsación	19
2.2. Uso de la Ley de Leavitt como indicador de distancia	26
3. Resultados y discusión	29
3.1. Catalogo de Cefeidas	29
3.2. Tratamiento de los datos	29
3.3. Gran Nube de Magallanes	30
3.4. NGC 300	30
3.5. NGC 3109	35
3.6. NGC 6822	39
3.7. NGC 7793	43
3.8. WLM	47
3.9. Discusión	51
4. Conclusiones y trabajo a futuro	54
A. Datos Proyecto Araucaria	56

Bibliografía

57

Lista de Figuras

1-1.	Linealización de la relación período luminosidad de 25 Cefeidas en la SMC.	3
1-2.	Imagen de la galaxia NGC 6822.	5
1-3.	Imagen de la galaxia NGC 3109.	7
1-4.	Imagen de la galaxia NGC 300.	8
1-5.	Imagen de la galaxia NGC 7793.	10
1-6.	Imagen de la galaxia WLM.	11
2-1.	Diagrama de Hertzsprung-Russell.	14
2-2.	Reflexión de radiación incidente en un ángulo solido ω	15
2-3.	Diferencial de masa en el interior de una estrella.	20
2-4.	Modos de pulsación en un órgano y una Cefeida.	23
2-5.	Zonas de ionización parcial para el H y He.	24
2-6.	Variación de las cantidades características de δ Cephei.	25
3-1.	LL robusta para NGC 300 en los filtros VIJK.	31
3-2.	Pendientes de la LL para NGC 300	32
3-3.	Módulo de distancia de NGC 300 en VIJK en función de R_λ , usando 18.5 mag para la LMC.	33
3-4.	Módulo de distancia de NGC 300 en VIJK en función de R_λ , usando 18.477 mag para la LMC.	34
3-5.	LL robusta para NGC 3109 en los filtros VIJK.	36
3-6.	Pendientes de la LL para NGC 3109	36
3-7.	Módulo de distancia de NGC 3109 en VIJK en función de R_λ , usando 18.5 mag para la LMC.	37
3-8.	Módulo de distancia de NGC 3109 en VIJK en función de R_λ , usando 18.477 mag para la LMC.	38
3-9.	LL robusta para NGC 6822 en los filtros VIJK.	40
3-10.	Pendientes de la LL para NGC 6822.	40
3-11.	Módulo de distancia de NGC 6822 en VIJK en función de R_λ , usando 18.5 mag para la LMC.	41

3-12. Módulo de distancia de NGC 6822 en VIJK en función de R_λ , usando 18.477 mag para la LMC.	42
3-13. LL robusta para NGC 7793 en los filtros VIJK.	44
3-14. Pendientes de la LL para NGC 7793.	44
3-15. Módulo de distancia de NGC 7793 en VIJK en función de R_λ , usando 18.5 mag para la LMC.	45
3-16. Módulo de distancia de NGC 7793 en VIJK en función de R_λ , usando 18.477 mag para la LMC.	46
3-17. LL robusta para WLM en los filtros VIJK.	48
3-18. Pendientes de la LL para WLM.	48
3-19. Módulo de distancia de WLM en VIJK en función de R_λ , usando 18.5 mag para la LMC.	49
3-20. Módulo de distancia de WLM en VIJK en función de R_λ , usando 18.477 mag para la LMC.	50
3-21. Comparación de los módulos de distancia verdadero hallados con los reportados en el proyecto Araucaria	52

Lista de Tablas

2-1.	Tipo de estrellas variables	13
2-2.	Tiempos de vida para algunas estrellas en la secuencia principal	16
2-3.	Valores de extinción para óptico e infrarrojo cercano obtenidos del estudio de FM88.	18
2-4.	Extinción para distintos filtros.	19
3-1.	Extinción del medio interestelar de las distintas galaxias.	29
3-2.	Módulo de distancia para NGC 300 usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)	32
3-3.	Módulo de distancia para NGC 300 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)	34
3-4.	Módulo de distancia para NGC 3109 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)	37
3-5.	Módulo de distancia para NGC 3109 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)	38
3-6.	Módulo de distancia para NGC 6822 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)	41
3-7.	Módulo de distancia para NGC 6822 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)	42
3-8.	Módulo de distancia para NGC 7793 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)	45
3-9.	Módulo de distancia para NGC 7793 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)	46
3-10.	Módulo de distancia para WLM en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)	49
3-11.	Módulo de distancia para WLM en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)	50
3-12.	Resultados para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de cada galaxia.	51

4-1. Resultados para las distancias obtenidas por los módulos de Freedman et al. (2001) y Pietrzński et al. (2019).	55
A-1. Datos utilizados del proyecto Araucaria en los filtros VIJK.	56

Capítulo 1

Introducción

1.0.1. Breve recuento histórico de las variables Cefeidas

La investigación de las estrellas variables con períodos de pulsación de entre 1 - 250 días, conocidas como Cefeidas Clásicas, comenzó con los estudios de las placas fotográficas por parte de Henrietta Leavitt. Trabajando como una “computadora” para Edward Pickering en el observatorio de Harvard, Leavitt analizó las placas fotográficas provenientes con imágenes de la Pequeña Nube de Magallanes (SMC por sus siglas en ingles). Llegando a determinar el período de 25 estrellas variables, de un total de 59 que se midieron de esa galaxia. Además, Leavitt notó una posible relación entre la magnitud aparente y el período de pulsación, en la cual las estrellas más brillantes presentaban un período mayor. Para estudiar la relación, Leavitt realizó una gráfica de la magnitud aparente en función del logaritmo del período en días, obteniendo la gráfica de la Figura **1-1**.

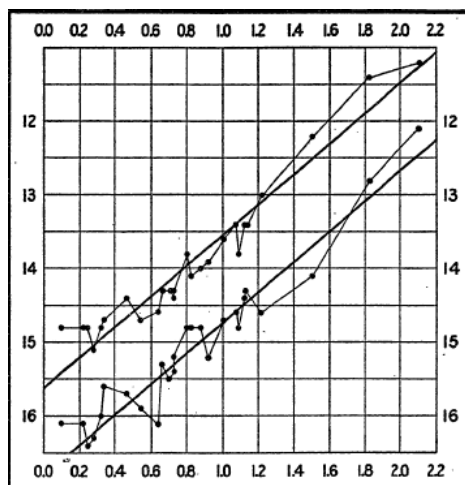


Figura 1-1: Linealización de la relación período luminosidad de 25 Cefeidas en la SMC. El eje horizontal es el logaritmo del periodo y el vertical la magnitud aparente. Leavitt determinó una pendiente de -0.48 para la regresión lineal de la relación período-luminosidad, y con residuales que presentaban una desviación de los datos, que no sobrepasa ± 0.8 . Además, se presentan dos curvas, ya que se tenían datos de la magnitud aparente máxima y mínima de las Cefeidas (Leavitt & Pickering 1912).

De este estudio Leavitt concluyó una posible *Relación Período-Luminosidad*, a la que, de ahora en adelante, nos referiremos como la *Ley de Leavitt*. Por otro lado, Leavitt planteó cuestiones para investigaciones futuras, como puede ser la diferencia en el espectro de estrellas variables de períodos cortos y largos, y la relación de las estrellas variables con los cúmulos estelares y nebulosas (Leavitt & Pickering 1912).

La siguiente persona en estudiar las estrellas variables y la Ley de Leavitt fue Ejnar Hertzsprung. Partiendo de un análisis estadístico para obtener paralajes de 13 Cefeidas, determinó que tenían un período de pulsación de 6.6 días. Asimismo, hizo uso de los resultados de Henrietta Leavitt, modificándolos por medio de un índice de color de 1.5 magnitudes para las Cefeidas. El objetivo era pasar de magnitud fotográfica a magnitud visual (Ferne 1969). Hertzsprung utilizó estos resultados para realizar una calibración de la Ley de Leavitt, dada por la ecuación 1-1.

$$\langle M_V \rangle = -0.6 - 2.1 \log(P). \quad (1-1)$$

Cabe destacar que Hertzsprung comenzó a usar el término “Cefeida”, para referirse a estrellas variables con períodos similares a los estudiados en la calibración, y determinó que la distancia a la que se encontraba la SMC era de 30,000 años luz¹. Conviene señalar que Hertzsprung en su análisis descartó los posibles efectos de la absorción interestelar, más conocido como *extinción*. La falta de consideración de la extinción para la calibración de la Ley de Leavitt se mantuvo durante 40 años (Ferne 1969). Durante un tiempo, el estudio de la

¹Por un error de impresión en el documento de la época aparecía 3,000 años luz.

Ley de Leavitt se centró en encontrar la mejor calibración que estuviera de acuerdo con los datos, partiendo de lo sugerido por Henrieta Leavitt y de los desarrollos en la determinación de la magnitud absoluta de las Cefeidas estudiadas por Hertzsprung.

Henry Norris Russel y Harlow Shapley fueron de los primeros en presentar desarrollos en estos temas (Russell & Shapley 1914). Mayormente, se le da el reconocimiento a Shapley por consolidar las bases en el estudio de la Ley de Leavitt, debido a una investigación donde determinaba para 11 Cefeidas una magnitud visual de -2.35 ± 0.19 con un periodo de 5.96 días. No obstante, de esta calibración Fernie (1969) señala varios errores. En primer lugar, no se tuvo en cuenta la extinción. En segundo lugar, no se consideró un conjunto de datos amplio y bien estudiado. Finalmente, no se tuvo en cuenta la rotación galáctica y su impacto en el movimiento propio y las velocidades radiales de las Cefeidas. Si se tiene en cuenta las anteriores consideraciones, se obtiene una magnitud visual para la calibración de -3.7 (Ferne 1969).

Otra cuestión de interés sobre las Cefeidas es la explicación de sus curvas de luz variables. El debate consistía en comparar dos teorías. Una de ellas consideraba la hipótesis que las estrellas Cefeidas consistían de un sistema binario (Plummer 1920). Por otra parte, la segunda teoría, propuesta por Arthur Eddington, proponía la variabilidad como efecto de pulsaciones de un gas (Eddington 2013). Tiempo después se demostró la imposibilidad de la hipótesis del sistema binario, además de que el marco teórico desarrollado por Eddington concordaba con los periodos de las estrellas variables recopilados de las observaciones.

Similar al comportamiento oscilatorio de una onda estacionaria con uno de sus extremos fijos, es el comportamiento que presenta una Cefeida. Como todo fenómeno oscilatorio, dependiendo de las características del objeto, estará presente siempre una frecuencia natural de oscilación. Las estrellas variables tienden a tener periodos de pulsación relacionados con la frecuencia fundamental o en el primer modo² (Carroll & Ostlie 2017). Una explicación dada por Eddington de las pulsaciones radiales de las estrellas variables consiste en un mecanismo similar a una válvula. La estrella se encoge por efectos gravitacionales, aumentando su opacidad, cantidad que hace referencia al grado de impenetrabilidad de las ondas electromagnéticas en un material. El aumento en opacidad dificulta el flujo de energía que intenta salir de la estrella, por lo cual se genera una fuerza neta para expandir la estrella, ocasionando una disminución en la opacidad, y permitiendo el flujo de energía hacia el exterior de la estrella.

²Por ejemplo, la mayoría de las Cefeidas clásicas y W Virginis pulsan en el modo fundamental.

1.0.2. Galaxias a estudiar

NGC 6822

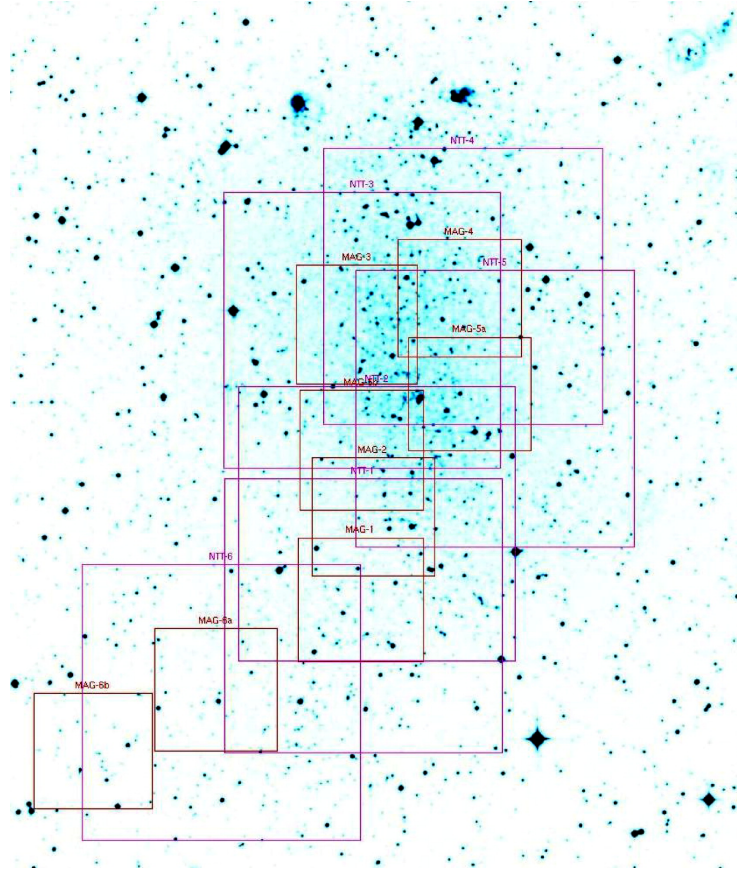


Figura 1-2: Imagen de la galaxia NGC 6822 observada con el telescopio 6.5m+PANIC en el Observatorio de Las Campanas y el telescopio 3.58m+SOFI en el observatorio de la Silla, Chile. Se muestran la zonas observadas por las dos cámaras, para PANIC se observaron ocho zonas y con SOFI seis. El campo de observación cubierto se extiende sobre casi toda la galaxia (Gieren et al. 2006).

NGC 6822 es una galaxia enana irregular (ver Figura 1-2) perteneciente al Grupo Local, ubicada en la constelación de Sagitario. Su tipo morfológico es IB(s)m³. Sus coordenadas ecuatoriales⁴ (J2000) son $\alpha = 19^h44^m57.74^s$ y $\delta = -14^d48^m12.4^s$. De manera histórica, NGC 6822 fue el primer objeto astronómico reconocido como extragaláctico (Hubble 1925b).

Dada su baja latitud galáctica de $18^\circ.4$, el enrojecimiento debido a la extinción es significativo, con un valor de $E(B - V) = 0.24$ mag (Schlegel et al. 1998). La estructura óptica de

³Disponible en http://ned.ipac.caltech.edu/cgi-bin/nph-objectsearch?search_type=Obj_id&objid=58966&objname=182.

⁴Disponibles en: https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=NGC6822&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

NGC 6822 es similar a una barra orientada en dirección norte-sur y conteniendo la mayoría de lugares de formación de estrellas, mientras que en las regiones alejadas que rodean a la barra se puede hallar la población de menos brillo y, probablemente, más antigua (Hodge 1977; Hodge 1991). De acuerdo a lo investigado por Muschelok et al. (1999), NGC6822 tiene una metalicidad media de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5 \pm 0.2$ dex relativa al Sol. Sin embargo, Venn et al. (2001) señala que el espectro que se estudió Muschelok et al. (1999) no estudia al grupo del Hierro.

Se ha estudiado a profundidad el módulo de distancia de NGC 6822 por medio de la Ley de Leavitt (LL) y la Rama de Gigantes Rojas (RGB por sus siglas en inglés). Por medio de fotometría en el filtro H de Cefeidas, McAlary et al. (1983) reportaron $(m - M)_0 = 23.47 \pm 0.11$ mag. Otro resultado es el de Gallart et al. (1996), el cual usando fotometría en BVRI y con los datos recalibrados de Kayser (1966), asumiendo un módulo de 18.5 mag para la LMC, obtuvo $(m - M)_0 = 23.49 \pm 0.08$ mag. En el caso de Gieren et al. (2006), usando mínimos cuadrados para hallar la LL y un valor de 18.5 mag de módulo de distancia verdadero para la LMC, llegaron a un módulo de distancia de $(m - M)_0 = 23.312 \pm 0.021$. Por medio del método de estudiar las RGB, Lee et al. (1993) y Gallart et al. (1996) reportan módulos de distancia de 23.46 mag y 23.40 mag , respectivamente.

NGC 3109

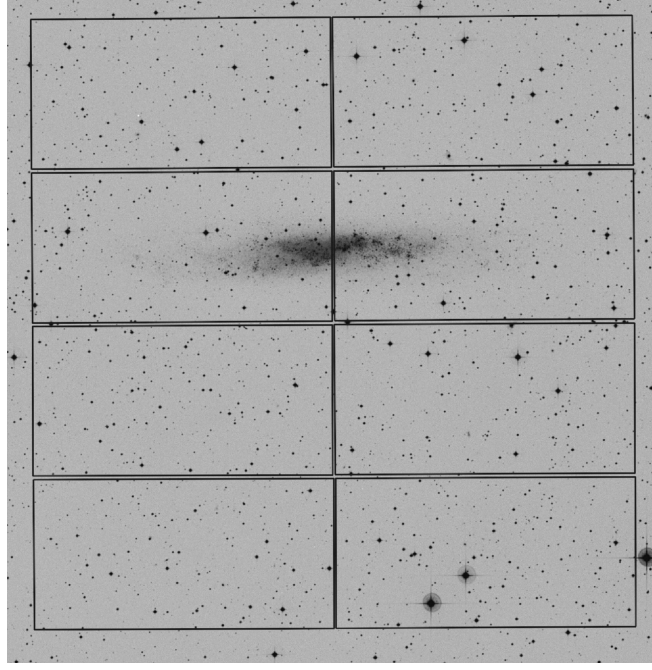


Figura 1-3: Imagen de la galaxia NGC 3109. Con un campo de visión de $35' \times 35'$. Los datos fueron tomados por el telescopio de 1.3m, Warsaw en el Observatorio de las Campanas, Chile, como parte del *Digitized Sky Survey*. El detector consistie de ocho chips en arreglo de mosaico (Pietrzyński et al. 2006).

NGC 3109 es una galaxia espiral (ver Figura 1-3) que está en los alrededores del Grupo Local, considerada por ciertos autores como perteneciente al mismo (van den Bergh 1994). NGC 3109 tiene una clasificación morfológica SB(s)m (Carignan et al. 2013) y con coordenadas ecuatoriales ⁵ $\alpha(J2000) = 10^h03^m06.88^s$ y $\delta(J2000) = -26^d09^m34.5^s$. Con un diámetro de aproximadamente $30'$, NGC 3109 es una de las galaxias más brillantes y grandes del hemisferio sur (Demers et al. 2003b). De los estudios fotométricos de una región $9' \times 9'$ centrados en NGC3109, realizados por Minniti et al. (1999) se determinó una metalicidad de $[Fe/H] = -1.8 \pm 0.2$ dex al estudiar la rama de la gigantes rojas en el diagrama color-magnitud. Por otro lado, Lee (1993), anteriormente, estimó una metalicidad de $[Fe/H] = -1.6 \pm 0.2$ dex. Recientemente, Méndez et al. (2002) estudiando el color de la rama de las gigantes rojas estimó una metalicidad de $[Fe/H] = -1.69 \pm 0.62$ dex. Se adoptará, para este trabajo, la media de los valores mencionados, es decir, una metalicidad de $[Fe/H] = -1.7$ dex.

El módulo de distancia de NGC 3109 fue calculado por primera vez por Demers et al. (1985), quien descubrió cinco Cefeidas por medio de observaciones fotográficas. Ellos obtuvieron un

⁵Disponibles en: https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=NGC3109&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1

módulo de distancia verdadero de $(m - M)_0 = 25.98 \pm 0.15$ mag⁶. Sandage & Carlson (1988) repetirían los cálculos, aumentando el número de Cefeidas a 29, y obteniendo el mismo módulo de distancia verdadero. Con la llegada de la fotometría usando cámaras CCD, Capaccioli et al. (1992) demostraron errores sistemáticos en los datos de las observaciones fotográficas, ajustando el módulo de distancia verdadero a $(m - M)_0 = 25.5 \pm 0.2$ mag. Musella et al. (1997) aumentaron el catálogo de Cefeidas con 16 nuevos objetos y fotometría en varios filtros (BVRI). Ellos obtuvieron un módulo de distancia verdadero de $(m - M)_0 = 25.67 \pm 0.16$ mag. No obstante, adoptaron un enrojecimiento de $E(B - V) = 0$ mag, dado que su solución daba valores de enrojecimiento negativos. De manera más reciente, Pietrzynski et al. (2006) presentaron un catálogo de 113 Cefeidas para los filtros V e I. Ellos obtuvieron un valor de módulo de distancia verdadero de $(m - M)_0 = 25.54 \pm 0.05$ mag.

NGC 300

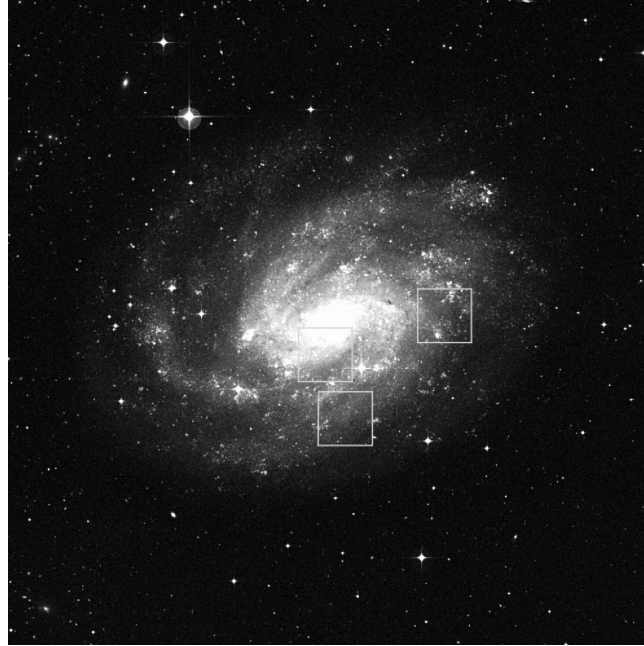


Figura 1-4: Imagen de la galaxia NGC 300 observada con el telescopio de 8.2m+ISAAC NIR en el Observatorio Europeo Austral (ESO por sus siglas en inglés) en Cerro Paranal, Chile. Se muestra el campo observado de NGC 3109 por Gieren et al. (2005b).

NGC 300 es una galaxia espiral de tamaño medio (ver Figura 1-4) y hace parte del subgrupo de galaxias cercanas al grupo de Sculptor, el cual es el grupo más cercano al Grupo Local (Jerjen et al. 1998). El subgrupo consiste de NGC 55, NGC 300 y posiblemente dos compañeros más (Karachentsev et al. 2003). Además, NGC300 es la galaxia más brillante

⁶Como señalan Soszyński et al. (2006), los valores de distancia estimados fueron determinados al considerar una calibración del módulo de distancia de la LMC de 18.50 mag.

del grupo de Sculptor, llegando a estar casi aislada, teniendo solo una galaxia enana cerca (Tully et al. 2006; Karachentsev et al. 2003). Posee una morfología SA(s)d ⁷ y sus coordenadas ecuatoriales⁸ son: $\alpha(J2000) = 00^h54^m53.48^s$ y $\delta(J2000) = -37^d41^m03.8^s$.

Mouchine et al. (2005) a partir de un estudio de la población estelar en el halo de galaxias espirales con inclinación significativa, y mediante una función de distribución de metalicidades, determinó la metalicidad. Utilizó dos métodos distintos para determinar valores de metalicidad, uno basado en el estudio del espectro de luz y otra con la función de distribución antes mencionada. Para este trabajo se utilizará el valor de metalicidad reportada por Mouchine et al. (2005) por medio del espectro, con motivo de seguir una uniformidad en los tipos de datos que se analizan. Para NGC 300, que posee una inclinación de 46° , su metalicidad es de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.86$ dex.

Estudios de Shobbrook & Robinson (1967) en H_I para NGC 300 reportan una masa en H_I de $2.1 \times 10^9 M_\odot$ y una masa total de $(2.5 \pm 0.5) \times 10^{10} M_\odot$ a partir de la curva de rotación, y asumiendo una distancia de 1.9 Mpc a NGC 300. Por otro lado, la tasa de formación de estrellas (SFR por sus siglas en inglés) en el disco ha registrado valores bajos de $0.08 - 0.30 M_\odot \text{yr}^{-1}$ por el estudio espectral de emisiones en H_α (Helou et al. 2004; Karachentsev & Kaisina 2013), infrarrojo (Helou et al. 2004) y rayos X (Binder et al. 2012).

El módulo de distancia para NGC 300 ha sido ampliamente estudiado. Rizzi et al. (2006), estudiando la RGB determinaron un módulo de distancia de $(m - M)_0 = 26.30 \pm 0.03$ mag y 26.36 ± 0.02 mag, por diferentes métodos estadísticos como parte del proyecto Araucaria (Gieren et al. 2005a). Por su parte, Gieren et al. (2004, 2005), estudiando variables Cefeidas derivaron valores del módulo de distancia de $(m - M)_0 = 26.43 \pm 0.04$ mag y 26.37 ± 0.05 mag.

⁷Disponible en https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=NGC+300&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1.

⁸Disponibles en el mismo enlace de NED/IPAC antes mencionado para NGC 300.

NGC 7793

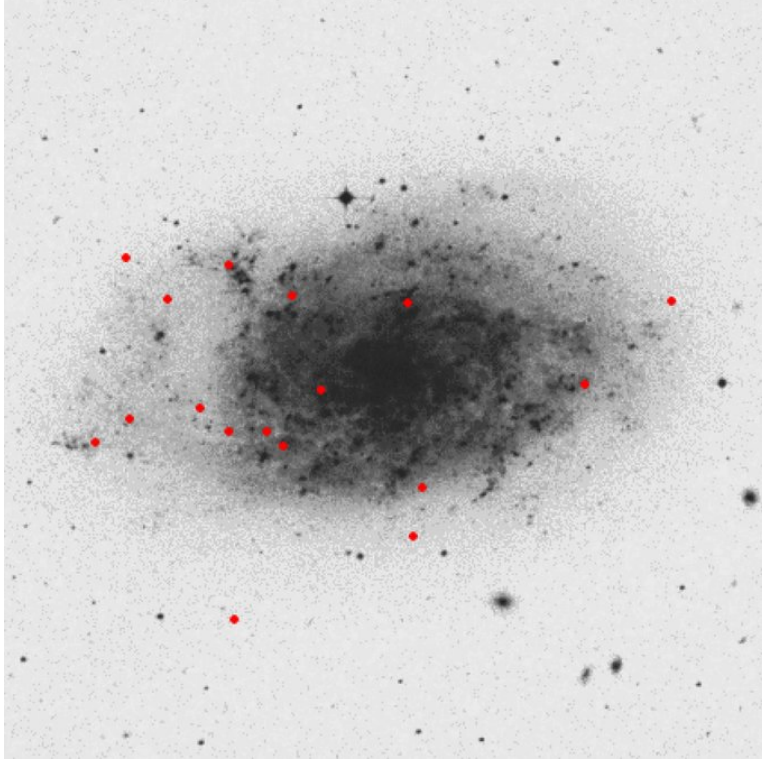


Figura 1-5: Imagen de la galaxia NGC7793 en el *Digitized Sky Survey*, con un campo de visión de $12' \times 12'$. Los datos fueron tomados por el telescopio de 1.3m Warsaw en el Observatorio de las Campanas, Chile. El telescopio estaba equipado con un detector en arreglo de mosaico de $8k \times 8k$ (Pietrzyński et al. 2010).

NGC 7793 es una galaxia espiral sin bulbo (Figura 1-5) y hace parte del Grupo de Sculptor. Además, está la categoría de espiral flocluenta (Elmegreen & Elmegreen 1982), que se caracteriza por varios segmentos difusos de brazos espirales, con un bulbo muy tenue (Saika 2020). Investigaciones como la de Mueller & Arnett (1976) explican la estructura de la galaxia debido a procesos de formación de estrellas estocásticos auto-propagados (modelo SSPSF por sus siglas en inglés). Posee una clasificación morfológica SA(s)d⁹ y sus coordenadas ecuatoriales¹⁰ son: $\alpha(J2000) = 23^h57^m49.83^s$ y $\delta(J2000) = -32^d35^m27.7^s$. Por medio de un análisis del espectro de NGC 7793, Kacharov et al. (2018) reporta una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.39$ dex.

NGC 7793 posee un exceso de color $E(B - V) = 0.017$ mag (Schlafly & Finkbeiner 2011). La masa estelar, de $M = 3 \times 10^9 M_{\odot}$, la calcularon Bothwell et al. (2009) por medio de la luminosidad en el filtro B corregida por extinción e información del color, basados en la

⁹Disponible en https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=NGC+7793&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1.

¹⁰Disponibles en el mismo enlace de NED/IPAC antes mencionado para NGC 7793.

razón luz-masa del modelo de Bell & de Jong (2001). Respecto a la distancia de NGC 7793, Pietrzyński et al. (2010) reportan una distancia de 3.44 Mpc. Por otro lado, Tully et al. (2009) y Anand et al. (2021), recopilando datos de NGC 7793 por medio de la base de datos PHANGS-HST, determinaron una distancia de 3.62 ± 0.15 Mpc.

WLM

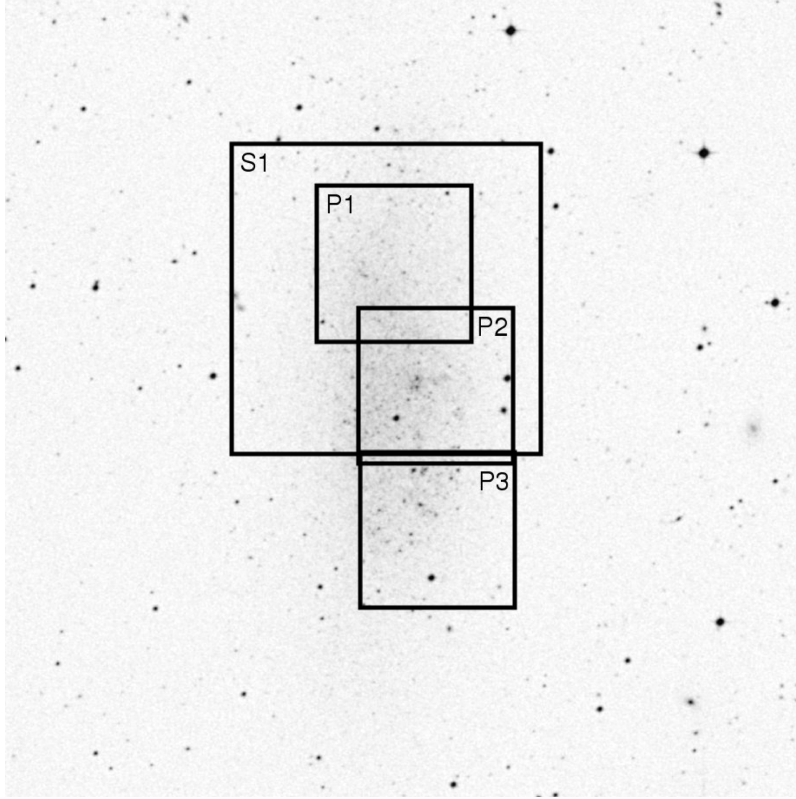


Figura 1-6: Imagen de la galaxia WLM observada con el telescopio de 6.5m+PANIC, en el Observatorio de Las Campanas y el telescopio de 3.58m+SOFI en el observatorio de la Silla, Chile. Se muestran la zonas observadas por las dos cámaras, para PANIC se observaron tres zonas y con SOFI una zona. Los campos observados contienen 31 variables cefeidas (Gieren et al. 2008).

WLM es una galaxia enana irregular (Figura 1-6) que hace parte del grupo Local. Esta galaxia tiene soporte rotacional y se encuentra rotando al tiempo que está alejada de galaxias masivas (Kepley et al. 2007). Debido a estar aislada, WLM no da indicios de interacciones de marea y no hay evidencia clara de acreción de galaxias satélites (Khademi et al. 2021). Posee una clasificación morfológica IB(s)m y sus coordenadas ecuatoriales son¹¹: $\alpha(J2000) = 00^h01^m58.161^s$ y $\delta(J2000) = -15^d27^m39.34^s$. McConnachie (2012), por medio

¹¹La anterior información se puede consultar en: https://ned.ipac.caltech.edu/byname?objname=WLM&hconst=67.8&omegam=0.308&omegav=0.692&wmap=4&corr_z=1.

de una función de distribución de metalicidades reporta para WLM una media de la metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.27$ dex.

WLM en su centro tiene una región de formación de estrellas (Tosi et al. 1989) de $10^{-3} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$, lo cual sugiere que está en una fase inactiva. WLM se cree que se formó lejos de la influencia de otros sistemas (Rejkuba et al. 2000), ya que su vecino más cercano dentro del Grupo Local es la galaxia enana esferoidal Cetus, localizada a 175 kpc. WLM presenta un halo con una extensión de 50 kpc y muestra una distribución de HI a la cual se le conoce bien su fotometría y cinemática estelar (Read et al. 2016). Además, el perfil de emisión de HI expresa una fuerte asimetría (Kepley et al. 2007; Ianjamasimanana et al. 2020).

El módulo de distancia para WLM ha sido ampliamente estudiado por distintas técnicas. Górski et al. (2011), estudiando en los filtros JK de RGB obtuvieron para cada filtro $(m - M)^J = 25.14 \pm 0.09$ mag y $(m - M)^K = 25.12 \pm 0.08$ mag. Por otro lado, Gieren et al. (2008), estudiando en el cercano infrarrojo a las Cefeidas, reportaron un módulo de distancia de $(m - M) = 24.924 \pm 0.042$ mag y un exceso de color de $E(B - V) = 0.082 \pm 0.02$ mag. Pietrzyński et al. (2007), estudiando esta vez en los filtros VI de las cefeidas de WLM, obtuvo un módulo de distancia de $(m - M) = 25.144 \pm 0.07$ mag.

Capítulo 2

Marco teórico

Estrellas variables

Desde los tiempos en que la humanidad ha llevado a cabo registros de la posición y variación en el brillo de las estrellas, se ha empezado a estudiar los proceso de evolución estelar. Todas las estrellas en su evolución presentan variaciones de su brillo en menor a mayor medida. Para aquellas estrellas que han exhibido una notable variación desde que se empezaron a observar se les denomina estrellas variables.

La clasificación de estrellas se basa en aspectos característicos de cada una Para las estrellas variables, en su mayoría se les puede clasificar de acuerdo a tres criterios, como se puede ver en la Tabla 2-1.

Tipo	Duración del periodo de pulsación	Tipo de población	Radial o no radial
Estrella variable de período largo	100-700 días	I-II	Radial
Cefeidas clásicas	1-250 días	I	Radial
W Virginis	2-45 días	II	Radial
RR Lyrae	1.5-24 horas	II	Radial
Estrellas δ Scuti	1-3 horas	I	Radial, No radial
Estrellas β Cephei	3-7 horas	I	Radial, No radial
Estrellas ZZ Ceti	100-1000 segundos	I	No radial

Tabla 2-1: Tipo de estrellas variables. El tipo de población de las estrellas variables hace referencia a la metalicidad de la estrella, aquellas de tipo I poseen mayor metalicidad que las tipo II. Por otro lado, las pulsaciones radiales mantienen la forma esférica de la estrella, mientras que las no radiales pueden producir deformaciones. Tabla adaptada al español de Carroll & Ostlie (2017).

En comparación a las estrellas que evolucionan en la secuencia principal en el diagrama de Hertzsprung–Russell (HR), la mayoría de las estrellas variables se encuentran en estrechas zonas conocidas como *zonas de inestabilidad*. Como se puede observar en la Figura 2-1 hay distintas zonas de inestabilidad con una estrella variable característica en esa zona.

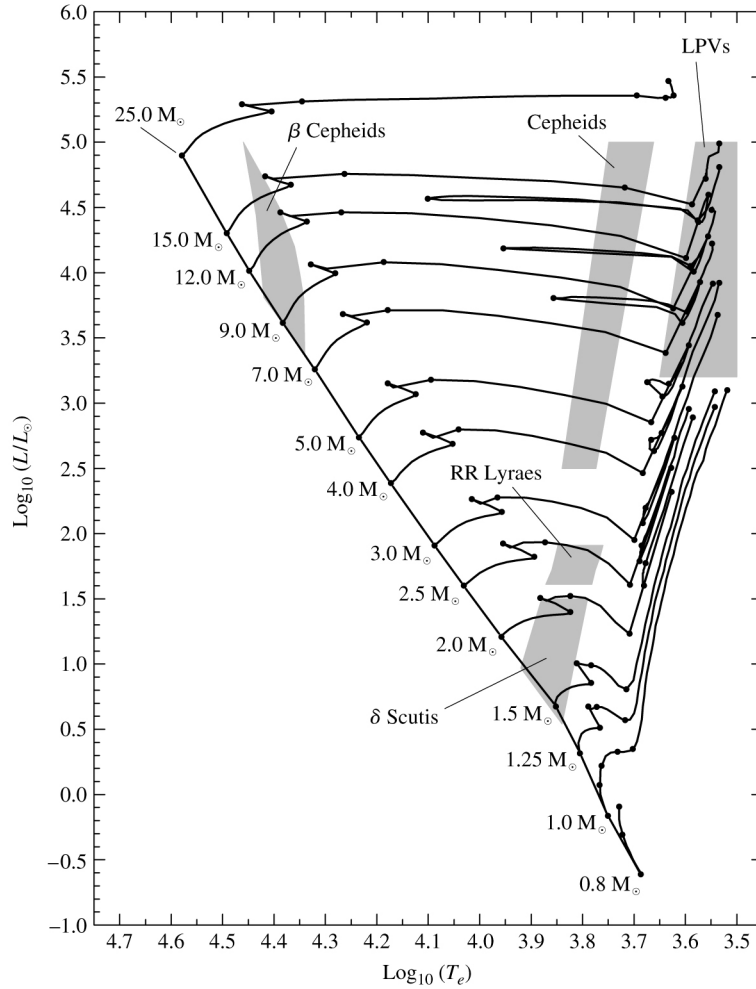


Figura 2-1: Diagrama de Hertzsprung-Russell. El diagrama representa la luminosidad en función de logaritmo de la temperatura efectiva. La secuencia principal se representa por la línea diagonal en el diagrama, mientras que las franjas grises son zonas de inestabilidad donde las estrellas presentan pulsaciones. Dependiendo de la masa, luminosidad y temperatura efectiva de la estrella se identificará como una estrella variable de un tipo específico: RR Lyrae, Cefeida, δ Scuti, β Cepheid y Variables de Largo Periodo (LPV) (Carroll & Ostlie 2017).

En la siguiente sección, abordaremos los conceptos claves para entender cómo las mediciones de la radiación emitida por las estrellas, nos permiten derivar cantidades que caracterizan a la estrella variable.

Propiedades fotométricas

Para estudiar de manera cuantitativa la radiación que nos llega de distintas fuentes, se parte de considerar la reflexión de la radiación sobre la materia, como se puede ver en la Figura 2-2.

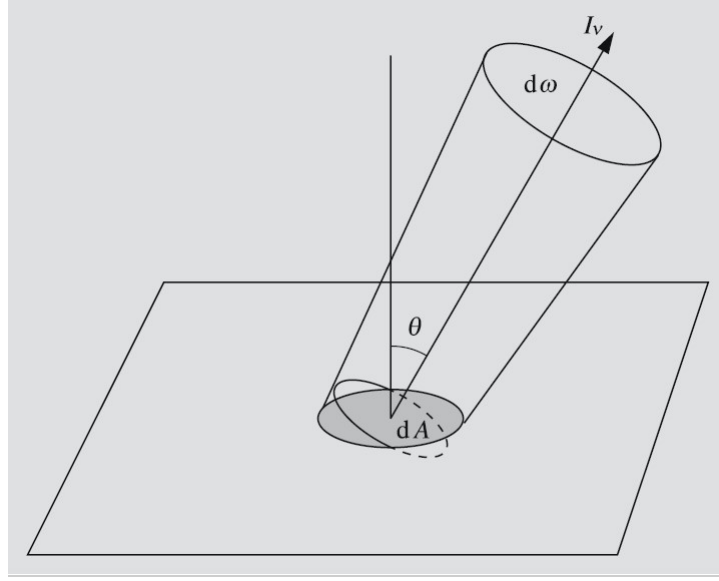


Figura 2-2: Reflexión de radiación incidente en un ángulo ω . Una vez parte de la radiación es reflejada en un ángulo θ , la proyección del área (dA) con respecto a esta dirección proporciona el término $dA \cos \theta$ en la ecuación 2-1 (Karttunen et al. 2007).

Parte de la radiación que incide sobre un elemento de área (dA) se reflejara en distintas direcciones. Si se considera la radiación reflejada en un ángulo solido ($d\omega$) y en un rango de frecuencia $[\nu, \nu + d\nu]$, se tiene que la radiación entrando en ese ángulo solido es:

$$dE_\nu = I_\nu \cos \theta dA d\nu d\omega dt. \quad (2-1)$$

El coeficiente I_ν es la intensidad específica de la radiación a la frecuencia ν en la dirección del ángulo sólido. Ahora bien, así como se consideró la radiación a una frecuencia específica, se puede considerar la radiación sobre todas las frecuencias al integrar sobre todos los valores posibles, es decir, la intensidad total:

$$I = \int_0^\infty I_\nu d\nu.$$

De la ecuación 2-1 se puede obtener la densidad de flujo (F_ν , F), al solo considerar la intensidad de la radiación que entra en el ángulo solido ω y superficie S :

$$F = \int_S I \cos \theta d\omega.$$

Las unidades de la densidad de flujo son $Wm^{-2}Hz^{-1}$ en caso de que solo tengamos en cuenta una frecuencia específica y Wm^{-2} al considerar la intensidad total. Por otro lado, también se puede obtener el flujo de energía que pasa por el ángulo sólido a una distancia r de la fuente:

$$L = \omega r^2 F(r). \quad (2-2)$$

Si se considera una superficie que abarca a la fuente ($\omega = 4\pi$) se tiene el flujo total, $L = 4\pi r^2 F(r)$, que en astronomía se conoce como luminosidad (L).

Las estrellas tienen un proceso de evolución estelar, en donde aspectos físicos y químicos de la estrella irán variando. Sin embargo, al tener en cuenta el tiempo de vida de las estrellas que se encuentran en la secuencia principal (ver Tabla **2-2**), los órdenes de magnitud del tiempo de vida permiten pensar en lo lento que es esta evolución. Por lo anterior, y para efectos prácticos de mediciones observacionales de estrellas, la luminosidad la podemos tomar como constante.

Masa (masas solares)	Tiempo (años)	Tipo Espectral
60	3 millones	O3
30	11 millones	O7
10	32 millones	B4
3	370 millones	A5
1.5	3 mil millones	F5
1	10 mil millones	G2 (Sol)
0.1	1 billón	M7

Tabla 2-2: Tiempos de vida para algunas estrellas en la secuencia principal. La derivación de estos tiempos de vida es por medio de la relación masa-luminosidad ($L = \text{cte} \times M^\nu$), con $\nu = 3.5$ a 4.0 (Bertulani 2013). ν puede variar dependiendo de la masa de la estrella. Tabla adaptada al español de Bertulani (2013).

Por otro lado, de forma histórica se han realizado clasificaciones de las estrellas a partir de lo brillantes que son al ser observadas. Es de resaltar la diferencia entre el concepto de brillo y luminosidad de una estrella. La luminosidad se obtiene a partir de la densidad de flujo. Por otra parte, para clasificar el brillo de una estrella se hace uso de la magnitud aparente (m) y absoluta (M). En primer lugar, la magnitud aparente hace referencia al brillo medido por el observador, y se calcula en términos de la densidad de flujo¹:

$$m = -2.5 \log \frac{F(r)}{F_0(r)}, \quad (2-3)$$

donde F_0 es la densidad de flujo de una fuente que se toma como el punto cero de la escala. Por otro lado, la magnitud absoluta es el brillo que se percibiría en caso de que la estrella se encuentre a una distancia de 10 parsecs (pc)² de la tierra:

$$M = -2.5 \log \frac{F(10)}{F_0(r)}. \quad (2-4)$$

¹Por sencillez todos los logaritmos en base 10 se expresaron como log.

²1pc = 3.0857×10^{13} km.

De las ecuaciones 2-3 y 2-4 se obtiene una relación conocida como *módulo de distancia*. Restando 2-4 a 2-3 se obtiene:

$$m - M = -2.5 \log \frac{F(r)}{F(10)}. \quad (2-5)$$

Ahora bien, se puede expresar las densidades de flujo en términos de la luminosidad y distancia de la estrella, pero antes se debe aclarar un hecho importante. En la ecuación 2-1 no se tiene en cuenta efectos de absorción o dispersión (*scattering*) que el medio interestelar puede tener sobre la radiación incidente. Este efecto es conocido como *extinción* y puede variar su relevancia dependiendo la longitud de onda. Adicionalmente, en astronomía se considera que los efectos de extinción tienen relevancia cuando la fuente está a más de 10pc de la tierra, es decir, a distancias menores de 10pc no hay extinción.

Al considerar los efectos de extinción sobre luminosidad de una estrella, se obtiene la expresión:

$$L = 4\pi R^2 F_s \exp(-\tau), \quad (2-6)$$

donde F_s es la densidad de flujo en la superficie de la estrella, R el radio de la estrella y τ es el coeficiente de profundidad óptica. Debido al medio interestelar la luminosidad de la estrella irá decayendo. Reemplazando el lado izquierdo de la ecuación 2-6 por la expresión general para la luminosidad, ecuación 2-2, y despejando $F(r)$:

$$4\pi r^2 F(r) = 4\pi R^2 F_s \exp(-\tau),$$

$$F(r) = F_s \left(\frac{R}{r} \right)^2 \exp(-\tau). \quad (2-7)$$

Una ecuación similar se puede obtener cuando se establece a $r = 10\text{pc}$. A esta distancia no hay efecto de extinción, luego:

$$F(10) = F_s \left(\frac{R}{10} \right)^2. \quad (2-8)$$

Dividiendo la ecuación 2-7 por 2-8:

$$\frac{F(r)}{F(10)} = \left(\frac{10}{r} \right)^2 \exp(-\tau).$$

Finalmente, si reemplazamos este resultado de la razón entre flujos en el módulo de distancia, se obtiene los siguiente:

$$m - M = -2.5 \log \left(\frac{10}{r} \right)^2 - 2.5 \log(\exp(-\tau)).$$

Sea el coeficiente de extinción $A = 2.5 \log(\exp)\tau$. Se simplifica la expresión para llegar a la ecuación del módulo de distancia con extinción:

$$m - M = 5 \log r - 5 + A. \quad (2-9)$$

Un detalle importante es que la distancia r , debe tener unidades de parsec, para que la ecuación sea correcta.

Mapas de extinción

La extinción es un factor influyente en el módulo de distancia. Además, dependiendo del filtro en que se obtengan las mediciones, la extinción variará. Es por esto que se han llevado a cabo investigaciones sobre valores de extinción promedio para distintos filtros. Cardelli et.al (1989), estudiando los datos de FM88 en el ultravioleta, óptico e infrarrojo cercano, determinaron una media para un mapa de extinción y una ley de extinción, $A(\lambda)/A(V)$, en el rango de $3.5\mu m \geq \lambda \geq 0.125\mu m$. La derivación de este mapa de extinción dependió de la razón de extinción total sobre selectiva, $R = A(V)/E(B - V)$. El valor reportado por Cardelli se acerca al valor utilizado por Seaton y Mathis (1979) de 3.1. Además, este mapa de extinción es útil para zonas de densidad baja y alta. Cardelli dispuso de dos variables $a(x)$ y $b(x)$ que son distintos, para cada filtro (ver Tabla **2-3**), con el fin de definir la ley de extinción como:

$$\langle A(\lambda)/A(V) \rangle = a(x) + b(x)/R_V.$$

Filtro	$x(\mu m^{-1})$	$a(x)$	$b(x)$	$a(x) + b(x)/R_V$
U	2.78	0.9530	1.9090	1.569
B	2.27	0.9982	1.0495	1.337
V	1.82	1.0000	0.0000	1.000
R	1.43	0.8686	-0.3660	0.751
I	1.11	0.6800	-0.6239	0.479
J	0.80	0.4008	-0.3679	0.282
H	0.63	0.2693	-0.2473	0.190
K	0.46	0.1615	-0.1483	0.114
L	0.29	0.0800	-0.0734	0.056

Tabla 2-3: Valores de extinción para óptico e infrarrojo cercano obtenidos del estudio de FM88. Cardelli para estos cálculos utilizó $R_V = 3.1$ (Cardelli et.al 1989).

Una investigación más reciente es la de Schlegel et al. (1998), donde, por medio del análisis de imágenes preprocesadas, se creó un mapa del cielo de $100\mu m$. Para la creación del mapa se removió la radiación proveniente de la dispersión de polvo de los alrededores del Sol y los

planetas. Este brillo afecta más que todo por la noche y en el plano de la eclíptica. En la literatura se le conoce como luz zodiacal (Lasue et al. 2020). Adicionalmente, Schlegel removió toda posible radiación del fondo cósmico en el infrarrojo. Ahora bien, para la calibración del mapa se asumió una ley de enrojecimiento y el uso de colores ($B - R$, $B - V$) de galaxias elípticas. La finalidad de este mapa es ser un nuevo estimador para la extinción galáctica. Para diferentes filtros, Schlegel reportó valores de extinción relativa (ver Tabla 2-4).

Filtro	$\lambda(\text{\AA})$	A/A(V)	A/E(B-V)
CTIO V	5519	0.992	3.240
CTIO I	8046	0.601	1.962
UKIRT J	12660	0.276	0.902
UKIRT K	22152	0.112	0.367

Tabla 2-4: Extinción para distintos filtros. Los datos del proyecto Araucaria fueron tomados en los filtros de Johnson-Cousins para VI, no obstante, la diferencia de filtro del CTIO no es significativa. Por otro lado, para JK, el proyecto Araucaria usó los filtros UKIRT. Este es un fragmento de la tabla reportada por Schlegel de los filtros de interés. Tabla adaptada de Schlegel et al. (1998).

Metalicidad

La metalicidad de una estrella es la porción de materia que proviene de otros elementos fuera del Hidrógeno y Helio. Es común expresar la metalicidad como $[\text{Fe}/\text{H}]$, que representa el logaritmo de la razón de abundancia de Hierro comparada con el sol. El Hierro es usado por su facilidad de identificación y medición en los espectros en el rango visible. De la definición se tiene:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\text{estrella}} - \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{M_{\odot}}, \quad (2-10)$$

donde N_{Fe} y N_{H} son el número de átomos de Hierro e Hidrógeno por unidad de volumen, respectivamente. Estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ son pobres en metales relativos al Sol. Es de resaltar que la metalicidad se determina estudiando la superficie de la estrella. No obstante, la metalicidad del núcleo también es relevante, por lo que es necesario considerar modelos atmosféricos estelares y esto hace a los datos dependientes del modelo (Bertulani 2013).

2.1. Mecanismo de pulsación

Para entender los procesos de pulsación de las Cefeidas, se parte de un estudio de las fuerzas que intervienen dentro de la estrella. Para esto se considera una parte infinitesimal de masa cilíndrica dentro de la estrella, como se muestra en la Figura 2-3. Además de las presiones que siente este diferencial de masa, tendremos la fuerza de la gravedad (F_g) actuando.

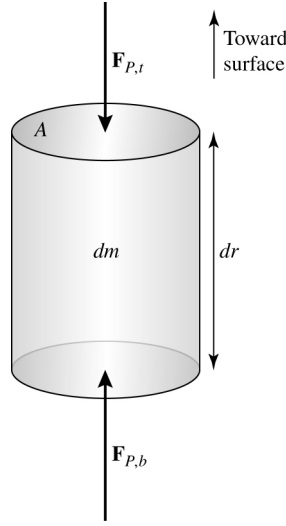


Figura 2-3: Diferencial de masa en el interior de una estrella. La presión de las capas superiores e inferiores será normal al área de las caras superficiales (Carroll & Ostlie 2017).

Reuniendo todas las fuerzas en la segunda ley de Newton:

$$dm \frac{d^2 r}{dt^2} = F_g + F_{P,t} + F_{P,b}.$$

(2-11)

Donde $F_{P,t}$ y $F_{P,b}$ son la fuerza en la parte superior (*top*) e inferior (*bottom*). Las presiones entre las caras se pueden relacionar si se considera un factor dF_P , que representa el cambio en la presión, tal que:

$$F_{P,b} = -(F_{P,t} + dF_P).$$

Reemplazando en 2.1:

$$dm \frac{d^2 r}{dt^2} = F_g - dF_P. \quad (2-12)$$

Podemos seguir desarrollando al considerar F_g , la fuerza gravitacional generada por la masa de la estrella dentro de la esfera (M_r) de radio r , que es la distancia a la que se encuentra el diferencial de masa.

$$dm \frac{d^2 r}{dt^2} = -G \frac{M_r dm}{r^2} - dF_P.$$

Donde G es la constante de gravitación universal. Tengamos en cuenta dos consideraciones. En primer lugar, dF_P está relacionado con un cambio de presiones, entonces, $dF_P = AdP$. En segundo lugar, la cantidad de masa del diferencial se puede expresar en términos de la densidad y el volumen del cilindro: $dm = \rho A dr$. Con estas consideraciones, la segunda ley de Newton para un diferencial de masa dentro de la estrella resulta:

$$\rho A dr \frac{d^2 r}{dt^2} = -G \frac{M_r \rho A dr}{r^2} - A dP,$$

se simplifica como:

$$\rho \frac{d^2 r}{dt^2} = -G \frac{M_r \rho}{r^2} - \frac{dP}{dr}. \quad (2-13)$$

Con la ecuación 2-13 se puede llegar a la ecuación de equilibrio hidrostático, la cual asume que no hay aceleración radial en la estrella (Carroll & Ostlie 2017).

Como primera aproximación para estudiar los periodos de pulsación de las Cefeidas, consideremos la densidad constante y el equilibrio hidrostático ($d^2 r/dt^2 = 0$), además de considerar a la Cefeida como una esfera perfecta. Con estas consideraciones se tiene:

$$\begin{aligned} \frac{dP}{dr} &= -G \frac{M_r \rho}{r^2} \\ &= -G \frac{(\frac{4}{3}\pi r^3) \rho}{r^2} \\ &= -G \frac{4}{3} \pi \rho^2 r. \end{aligned}$$

Considerando que la presión en la superficie es nula, $P(R) = 0$, siendo R el radio de la estrella, se puede solucionar la ecuación diferencial. Realizando los cálculos:

$$P(r) = \int_r^R -G \frac{4}{3} \pi \rho^2 r = -G \frac{2}{3} \pi \rho^2 (R^2 - r^2). \quad (2-14)$$

Considerando un instante donde no hay flujo de calor saliendo o entrando de la estrella (proceso adiabático), podemos obtener la velocidad de las perturbaciones en el medio. En este caso las perturbaciones serán radiales, debido a la contracción y expansión de la Cefeida. La velocidad estará dada por (Carroll & Ostlie 2017):

$$v = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}}. \quad (2-15)$$

Siendo γ la razón entre calores específicos ($\gamma \equiv C_P/C_V$). Finalmente, para conocer una aproximación del periodo de pulsación de las Cefeidas, consideramos el tiempo que le toma a una perturbación ir del centro a la superficie:

$$v = \frac{dr}{dt} \rightarrow dt = \frac{dr}{v}.$$

Luego, para obtener el periodo (Π) multiplicamos por dos:

$$\Pi \approx 2 \int_0^R \frac{dr}{v} = 2 \int_0^R \frac{dr}{\sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}}}.$$

Haciendo uso del resultado de la presión de la ecuación 2-14:

$$\Pi \approx \int_0^R \frac{dr}{\sqrt{G \frac{2}{3} \gamma \pi \rho (R^2 - r^2)}},$$

llegando al siguiente resultado para el periodo de pulsación de una variable Cefeida (Carroll & Ostlie 2017):

$$\Pi \approx \sqrt{\frac{3\pi}{2\gamma G \rho}}. \quad (2-16)$$

Este último resultado da la relación *periodo-densidad*. A pesar de considerarse varias aproximaciones, la relación está en concordancia con lo esperado en el diagrama H-R (Figura 2-1), ya que al ir descendiendo en masa, la densidad de la estrella aumenta, por ejemplo, las enanas blancas. Según la relación periodo-densidad, se presentan periodos de pulsación más cortos, ya que las estrellas son cada vez más densas. Por ejemplo, el caso de las enanas blancas, que pulsan de manera no radial y el período es más largo de lo esperado con la relación periodo-densidad (Carroll & Ostlie 2017).

Modos de pulsación radial

La manera de pulsar de las Cefeidas es por medio de perturbaciones que recorren de manera radial. En la sección anterior se pudo derivar los periodos de pulsación. No obstante, similar a como se comportan las ondas de sonido en un tubo, en el cual uno de los extremos está abierto, las perturbaciones en una Cefeida presentan modos de oscilación. Como se puede observar en la Figura 2-4, se pueden presentar distintos tipos de modos. En el modo fundamental solo los extremos se mantienen fijos, estos puntos se identifican como los nodos. Cuando se aumenta la frecuencia de oscilación se puede llegar a aumentar el número de nodos, llegando así a otro modo de oscilación. Para el caso de las Cefeidas, usualmente se encuentran en el modo fundamental o en el primer modo, también llamado primer armónico (Carroll & Ostlie 2017).

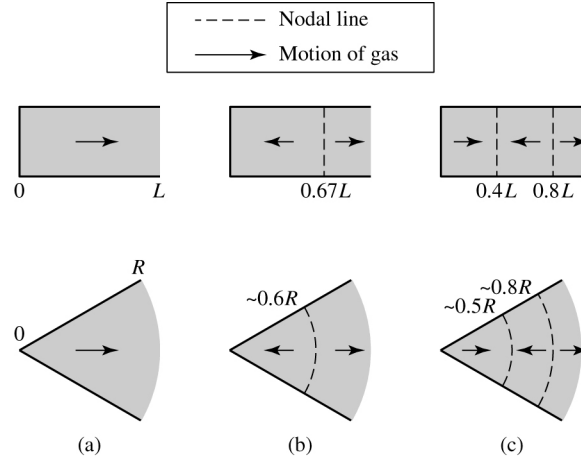


Figura 2-4: Modos de pulsación en un tubo abierto y una Cefeida. El centro de la Cefeida no se mueve debido a las perturbaciones. De igual forma sucede con la superficie, ya que es el límite hasta donde la perturbación puede propagarse. Luego, serán los extremos de la perturbación, siendo uno cerrado (centro) y otro abierto (superficie). (a): Modo fundamental, todas las capas se mueven en sola una dirección. (b): Primer modo de oscilación, se presenta un nodo cerca de la mitad del radio y con diferentes direcciones, unas de contracción y otras de expansión entre capas. (c): Segundo modo de oscilación, se tiene dos nodos separados de forma simétrica sobre el radio de la Cefeida (Carroll & Ostlie 2017).

La explicación de cómo se originan estas pulsaciones periódicas es con el modelo de la válvula de Eddington. La Cefeida al contraerse por la fuerza gravitacional aumentará su densidad y temperatura. No obstante, este aumento no será el mismo en todas las capas de la estrella. Como se habían nombrado en la introducción, hay zonas de ionización parcial dentro de la estrella donde elementos como el hidrógeno (H) y helio (He) se ionizan, debido al incremento en densidad y temperatura. Teniendo en cuenta la ley de Kramer para la opacidad, $\kappa \propto \rho/T^{3.5}$, en estas zonas de ionización parcial la energía que es generada por la compresión de la estrella, no solo aumentará la temperatura, sino que también ionizará H y He, generando que la temperatura no aumente como lo haría en capas donde no hay ionización. Este proceso de ionización permite el aumento de la opacidad al incrementar la densidad. Así la zona de ionización bloqueará el flujo de energía que intenta salir de la estrella, generando una presión que se opone a la fuerza gravitacional. Cuando se llega al punto en que la presión ocasiona la expansión de la Cefeida, ocurre la segunda parte de la válvula de Eddington. La temperatura de las capas y la densidad tenderán a disminuir, lo que, según la ley de Kramer, genera un aumento en la opacidad. Lo contrario sucederá en las zonas de ionización parcial, los átomos ionizados volverán a su estado base, al regresar a los orbitales los electrones ionizados, liberando energía en el proceso. Esta liberación de energía ocasionará que la temperatura en las zonas de ionización sea mayor que en las otras capas, con esto, la disminución en densidad ocasiona que la opacidad disminuya. En la expansión de la estrella, las zonas de ionización permitirán el flujo de energía hacia la superficie. Este proceso de expansión y contracción se repetirá de manera periódica, resultado en las curvas de luz de las variables Cefeidas.

El mecanismo del aumento y disminución de la opacidad en las zonas de ionización parcial es conocido como mecanismo κ . Este se ve reforzado por otro efecto relacionado con el flujo de calor que hay entre las capas vecinas a las zonas de ionización parcial. En este efecto hay un cambio en el calor específico de la zona de ionización, ya que hay un aumento de las capacidades caloríficas a volumen y presión constante (C_P y C_V) (Carroll & Ostlie 2017). Este mecanismo de transferencia de calor se conoce como mecanismo γ . En conjunto, estos dos mecanismos y las zonas parciales de ionización son los responsables de la pulsación periódica de las Cefeidas.

Zonas de ionización parcial

La pulsación de las variables Cefeidas se explica por medio de las zonas parciales de ionización dentro de las estrellas (ver Figura 2-5). En una primera zona, conocida como zona parcial de ionización del Hidrógeno, que se encuentra a temperaturas de 1 a 1.5×10^4 K, se ioniza el Hidrógeno ($\text{HI} \rightarrow \text{HII}$) y el Helio ($\text{HeI} \rightarrow \text{HeII}$). Una segunda zona, denominada zona de de ionización parcial del Helio II, se encuentra a una temperatura de 4×10^4 K y ocurre una segunda ionización del Helio ($\text{HeII} \rightarrow \text{HeIII}$). Esta segunda zona se encuentra más profunda dentro de la estrella (Carroll & Ostlie 2017). Dependiendo de la ubicación de estas zonas de ionización, que se pueden encontrar más cerca o lejos de la superficie dependiendo de la temperatura, habrá suficiente masa para que se lleven a cabo las oscilaciones.

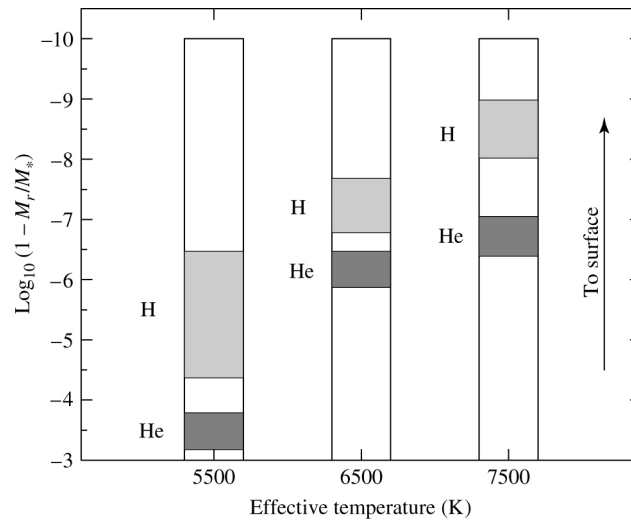


Figura 2-5: Zonas de ionización parcial para el H y He. En el eje vertical se tiene el logaritmo de la fracción de masa que se encuentra encima de la zona de ionización. Mientras que el eje horizontal es la temperatura efectiva de la estrella. Es claro cómo las zonas de ionización parcial se acercan a la superficie al incrementar la temperatura (Carroll & Ostlie 2017).

Morfología de la curva de luz de una variable Cefeida

Una curva de luz que ejemplifica el comportamiento de una Cefeida es la de la estrella δ Cephei (ver Figura 2-6). Dos aspectos resaltan del comportamiento de las cantidades mostradas. En primer lugar, la diferencia de pendiente entre la rama descendente y la ascendente, la cual muestra un aumento de la luminosidad, temperatura y velocidad superficial. En segundo lugar, el desfase entre el mínimo en la variación del radio y los máximos de las otras cantidades.

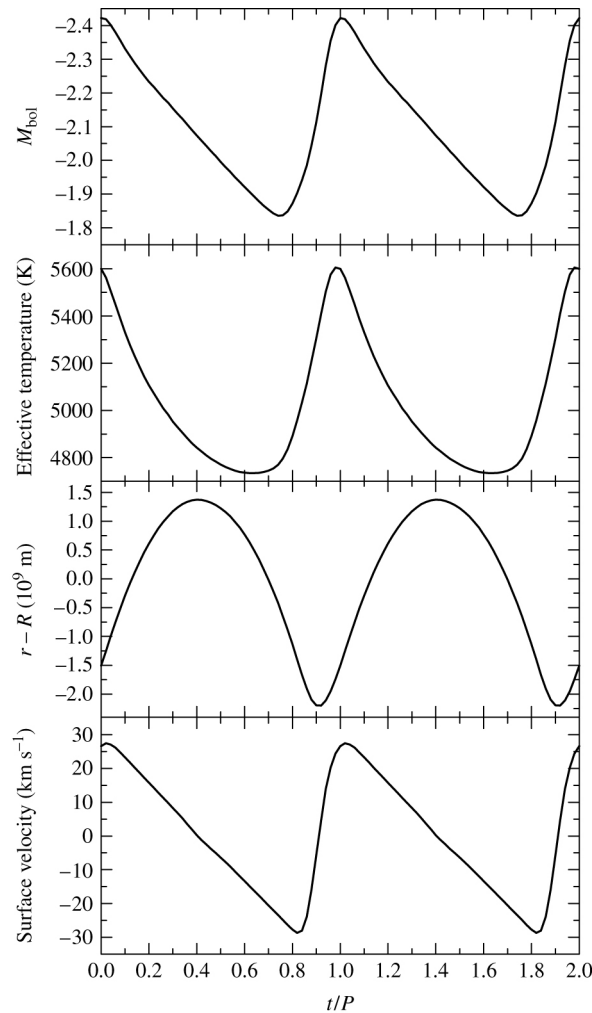


Figura 2-6: Variación de las cantidades características de δ Cephei. Las gráficas que se muestran son de las siguientes cantidades [de arriba hacia abajo]: magnitud absoluta bolométrica, temperatura efectiva, variación del radio respecto al estado de equilibrio y velocidad superficial (Carroll & Ostlie 2017).

Ambos comportamientos tienen su explicación por medio de las zonas de ionización parcial, más específicamente la zona de ionización del hidrógeno. Durante la compresión de la estrella, la distancia a la que se encuentra esta zona de ionización variará. Además, el aumento de la densidad de la estrella produce una disminución en el volumen, acercando más a la superficie

las zonas de ionización. Al estar cada vez más cerca de la superficie, la luminosidad de la estrella aumentará (Carroll & Ostlie 2017). Cuando la estrella se comprime lo suficiente, la presión de la estrella contrarresta la fuerza gravitacional, pero también este incremento ocasiona una expansión acelerada de la estrella. Es esta rápida expansión que ocasiona que el máximo de luminosidad sea después del mínimo radio de la estrella. Además, este fenómeno de expansión acelerada explica la pendiente de la rama ascendente a comparación de la rama descendente.

2.2. Uso de la Ley de Leavitt como indicador de distancia

Actualmente, para la calibración de la Ley de Leavitt se utiliza la Gran Nube de Magallanes (LMC) (Feast & Catchpole 1997). Partiendo de la Ley de Leavitt para la LMC en la banda V:

$$V = \beta \log P + Z_{LMC}, \quad (2-17)$$

Donde β es la pendiente y Z_{LMC} es el intercepto del ajuste lineal. Esta relación se puede expresar de una manera alternativa si consideramos el módulo de distancia:

$$V - M_V = 5 \log r - 5, \quad (2-18)$$

donde r está en parsecs y M es la magnitud absoluta. Usando (2-18) para obtener una forma alternativa de (2-17), resulta (Cardona 2020):

$$V = 5 \log r_{LMC} - 5 + M_V. \quad (2-19)$$

Igualando (2-17) y (2-19):

$$\beta \log P + Z_{LMC} = 5 \log r_{LMC} - 5 + M_V. \quad (2-20)$$

Los resultados anteriores son para la LMC. No obstante, un proceso similar se puede realizar para otra galaxia. Si se considera que la pendiente de la Ley de Leavitt es universal (Gieren et al. 2005), para esta nueva galaxia, solo cambiará el valor del intercepto Z :

$$\beta \log P + Z_P = 5 \log r - 5 + M_V, \quad (2-21)$$

restando (2-20) a (2-21):

$$Z_P - Z_{LMC} = 5 \log r - 5 \log r_{LMC}. \quad (2-22)$$

Este último resultado es el que se utiliza al momento de determinar distancias a otras galaxias por medio de las variables Cefeidas. La solución de esta ecuación se realiza por medio del

módulo de distancia de la LMC. Ribas et al. (2002) estudiando un sistema binario eclipsante, EROS 1044, ubicado en la LMC analizaron su fotometría óptica, espectroscopia en UV y fotometría del espectro en óptico y UV, obteniendo un módulo de distancia en la banda V de (18.38 ± 0.08) mag. Con este valor se reporto una distancia de la LMC de (47.5 ± 1.8) kpc. Por otra parte, Pietrzyński et al. (2019) estudiaron 20 sistemas de binarias eclipsantes, con lo cual determinaron un módulo de distancia de $(18.477 \pm 0.004_{sta} \pm 0.026_{sis})^3$ mag. Con este módulo, Pietrzyński determinó una distancia a la LMC de $(49.59 \pm 0.09_{sta} \pm 0.54_{sis})$ kpc. Por último, Freedman et al. (2001), estudiando la constante de Hubble y su determinación por medio de la Ley de Leavitt, utilizaron un módulo de distancia de (18.50 ± 0.01) mag. Con este módulo y haciendo uso de la teoría antes desarrollada se obtiene una distancia la LMC de (50.119 ± 2.308) kpc (Cardona 2020). Por medio de los módulos de distancia de Freedman y Pietrzyński es posible expresar el módulo de distancia de la galaxia de interés. Tomando el módulo de distancia de Pietrzyński:

$$(18.477 \pm 0.004) = (m - M)_{LMC} = 5 \log r_{LMC} - 5, \quad (2-23)$$

$$5 \log r_{LMC} = (18.477 \pm 0.004) + 5. \quad (2-24)$$

Reemplazando en la ecuación 2-22:

$$Z_P - Z_{LMC} = 5 \log r - (18.477 \pm 0.004) - 5, \quad (2-25)$$

$$5 \log r - 5 = (m - M)_P = (18.477 \pm 0.004) + Z_P - Z_{LMC}. \quad (2-26)$$

Para el caso del módulo de distancia determinado por Freedman es similar:

$$5 \log r - 5 = (m - M)_P = (18.50 \pm 0.10) + Z_P - Z_{LMC}. \quad (2-27)$$

Para determinar la incertidumbre de las ecuaciones 2-27 y 2-26 basta con considerar las incertidumbres de cada variable. El error del módulo de distancia usando el valor determinado por Pietrzyński:

$$\Delta(m - M)_P = 0.004 + \Delta Z_P + \Delta Z_{LMC}. \quad (2-28)$$

De forma análoga para el caso del módulo de distancia de Freedman:

$$\Delta(m - M)_F = 0.01 + \Delta Z_P + \Delta Z_{LMC}. \quad (2-29)$$

Con todo lo anterior, se puede determinar el módulo de distancia para un filtro específico, VIJK para este trabajo, y su incertidumbre dependiendo del módulo de distancia a la LMC que se tome. Considerando el módulo de distancia con extinción, ecuación 2-9, se puede reemplazar el término $5 \log r - 5$ por el módulo de distancia verdadero, $(m - M)_0$, y utilizando

³La primera incertidumbre se asocia con el análisis estadístico y la segunda incertidumbre con el error sistemático.

la razón de extinción total sobre selectiva, $R = A_\lambda/E(B - V)$, se sustituye la extinción, quedando el módulo de distancia:

$$(m - M)_\lambda = (m - M)_0 + E(B - V)R. \quad (2-30)$$

Con los mapas de extinción de Schlegel et al. (1998) se conoce el valor de R para distintos filtros. Luego, es posible realizar una regresión lineal considerando incertidumbres, tal que la pendiente sea el exceso de color, $E(B - V)$, y el punto de corte el módulo de distancia verdadero. Es importante señalar que, dependiendo del tratamiento de los datos, el exceso de color puede considerar la extinción del medio estelar o solo de la galaxia, ya que si se le resta la extinción del medio a las magnitudes de las Cefeidas, el exceso de color será por la extinción dentro de la galaxia. Para este trabajo se restó a las magnitudes de las Cefeidas la extinción reportada en el portal de NED/IPAC, se consideraron las coordenadas ecuatoriales de cada galaxia mencionadas en el capítulo 1 y se usó la calculadora de extinción⁴ que se basa los mapas de extinción de Schlegel et al. (1998).

La distancia a la galaxia, en parsecs (pc), con el módulo de distancia verdadero será:

$$(m - M)_0 = 5 \log r - 5,$$

$$r = 10^{0.2((m-M)_0+5)}. \quad (2-31)$$

Para determinar la incertidumbre de la distancia se utiliza propagación de errores, lo cual resulta sencillo, ya que el único término con incertidumbre es el asociado con el módulo de distancia verdadero. Luego:

$$\begin{aligned} \Delta r &= \frac{\partial r}{\partial (m - M)_0} \Delta(m - M)_0, \\ \frac{\partial r}{\partial (m - M)_0} &= \frac{\partial}{\partial (m - M)_0} (10^{0.2((m-M)_0+5)}) \\ &= 0.2 \ln(10) \cdot 10^{0.2((m-M)_0+5)} \\ &= r \cdot 0.2 \ln(10) \end{aligned}$$

Reemplazando este último resultado nos queda:

$$\Delta r = r \ln(10) \cdot \left(\frac{\Delta(m - M)_0}{5} \right). \quad (2-32)$$

⁴Se puede consultar en el siguiente enlace: https://ned.ipac.caltech.edu/extinction_calculator.

Capítulo 3

Resultados y discusión

3.1. Catalogo de Cefeidas

Todos los datos provienen del proyecto Araucaria se describen en detalle en el Apéndice A. Es claro que no se tiene uniformidades en el número de datos para los filtros y las galaxias.

3.2. Tratamiento de los datos

Como se mencionó en el capítulo anterior, para estudiar el exceso de color dentro de las galaxias se corrigió por la extinción en cada filtro. Los valores de extinción que se restaron para cada galaxia y filtro se presentan en la Tabla 3-1.

$A_\lambda(\text{mag}) \backslash$ Galaxia	NGC 6822	NGC 3109	NGC 300	NGC 7793	WLM
A_V	0.632	0.179	0.034	0.052	0.101
A_I	0.357	0.101	0.019	0.029	0.057
A_J	0.167	0.047	0.009	0.014	0.027
A_K	0.071	0.020	0.004	0.006	0.011

Tabla 3-1: Extinción del medio interestelar de las distintas galaxias. Los valores se obtuvieron de la base de datos de NED/IPAC con las coordenadas ecuatoriales de la misma plataforma y basados en el mapa de extinción de Schlegel et al. (1998).

Por otro lado, al momento de determinar los módulos de distancia se tuvo en cuenta la transformación entre sistemas de filtros, para el valor de calibración de la LMC en JK determinado por Persson et al. (2004). De acuerdo a Hawarden et al. (2001), las magnitudes en los filtros J y K del sistema NIMCOS, con el cual Persson et al. (2004) trabajaron para sus datos, son más débiles que las magnitudes en el sistema UKIRT. independientemente del color. La transformación del sistema NIMCOS a UKIRT se realiza sumando un valor constante de $(0,034 \pm 0,004)$ mag para J, y un valor de $(0,015 \pm 0,007)$ mag para K. Con lo anterior, a los

módulos de distancia en JK se les sumó las cantidades de correcciones antes mencionadas. Los valores que se reportaran en las siguientes tablas tendrán ya esta corrección en cuenta.

Es de resaltar que los resultados para la Ley de Leavitt (LL) aquí expuestos no tienen la imposición de la pendiente de la LL de la LMC. En cambio, en este trabajo se compara el hecho de que las regresiones MM sin restricciones den valores similares de pendiente a la LL de la LMC.

3.3. Gran Nube de Magallanes

Como se mencionó en la Sección 2.2 para determinar las distancias a una galaxia de interés se toma de referencia a la LMC. Se utilizará los resultados de Udalski (2000) para los filtros VI y Persson et al. (2004) para JK de la LL de la LMC.

$$V = (-2.775 \pm 0.031) \times \log P + (17.066 \pm 0.021) \quad (3-1)$$

$$I = (-2.977 \pm 0.021) \times \log P + (16.593 \pm 0.014) \quad (3-2)$$

$$J = (-3.153 \pm 0.051) \times \log P + (16.336 \pm 0.064) \quad (3-3)$$

$$K = (-3.261 \pm 0.042) \times \log P + (16.036 \pm 0.053) \quad (3-4)$$

Los valores de pendiente y punto de corte de las regresiones robustas serán utilizados para los cálculos. Además, la LMC tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex (Mouchine et al. 2005), lo cual será comparado con las otras galaxias una vez se tengan todos los resultados de la LL.

3.4. NGC 300

Usando una regresión robusta MM se determinó la LL para NGC 300 en los filtros VIJK, haciendo uso de la ecuación 2-17. Las gráficas de las regresiones se muestran en la Figura 3-1. Se presenta a continuación la LL obtenida para los distintos filtros.

$$V_0 = (-2.816 \pm 0.153) \times \log P + (25.326 \pm 0.203) \quad (3-5)$$

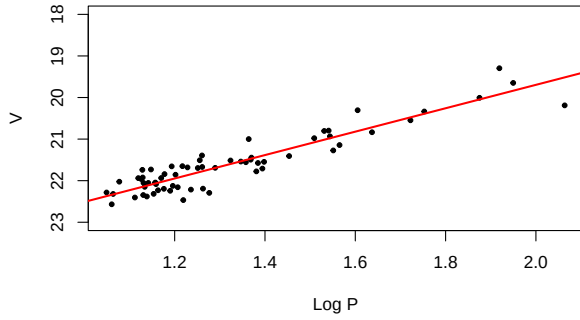
$$I_0 = (-3.098 \pm 0.142) \times \log P + (24.815 \pm 0.190) \quad (3-6)$$

$$J_0 = (-2.893 \pm 0.249) \times \log P + (23.13 \pm 0.360) \quad (3-7)$$

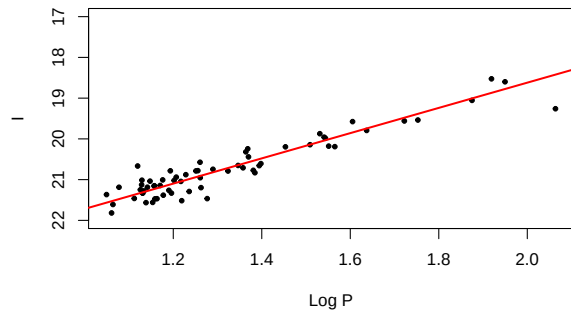
$$K_0 = (-2.899 \pm 0.252) \times \log P + (23.369 \pm 0.371) \quad (3-8)$$

Comparando las pendientes halladas a partir de la regresión robusta MM con las pendientes de la LMC, ecuaciones 3-1 - 3-2 - 3-3 - 3-4, hay una clara diferencia y sobre todo para los

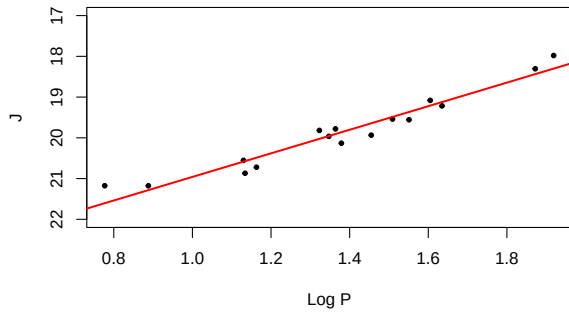
filtros cercanos al infrarrojo. Es importante tener en cuenta que NGC 300 tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.86$ mientras que la LMC tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex (Mouchine et al. 2005). En la Figura 3-2 se muestran los valores de la pendientes respecto a la LMC. Los valores obtenidos de pendientes no comparten el comportamiento descendente, de las pendientes de la LMC hacia el infrarrojo. Además, se tiene una incertidumbre considerablemente mayor respecto a la LMC.



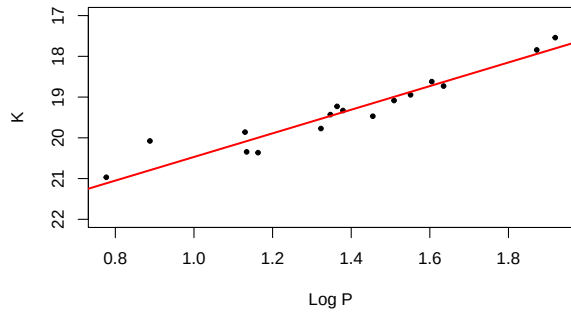
(a) LL robusta para NGC 300 en el filtro V.



(b) LL robusta para NGC 300 en el filtro I.



(c) LL robusta para NGC 300 en el filtro J.



(d) LL robusta para NGC 300 en el filtro K.

Figura 3-1: LL robusta para NGC 300 en los filtros VIJK.

Considerando los módulos de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001) y Persson et al. (2004), y usando las ecuaciones 2-27 - 2-26, respectivamente, se calcularon los módulos de distancia para cada filtro de NGC 300, a partir de los puntos de corte de la LL. Se presentan los resultados en las Tablas 3-2 y 3-3.

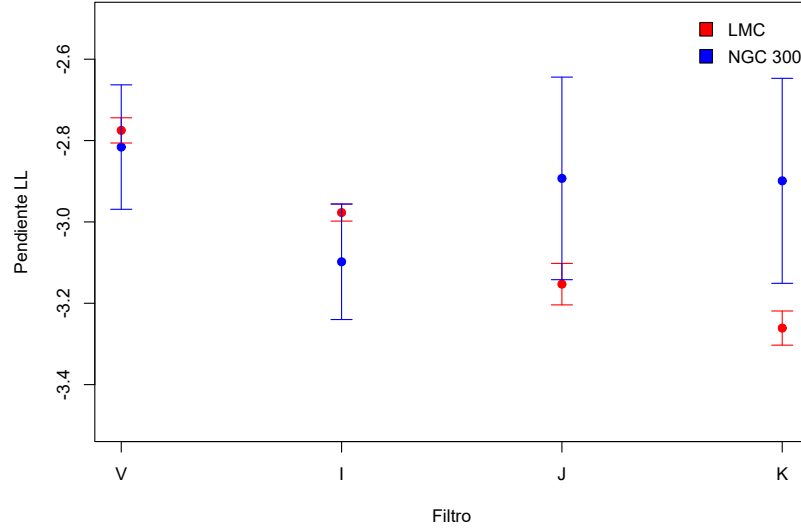


Figura 3-2: Comparación de la pendiente de la LL para NGC 300 respecto a la LMC.

Filtro (λ)	$(M-m)_\lambda$ (mag)	R_λ
V	26.76 ± 0.234	3.240
I	26.722 ± 0.214	1.962
J	26.051 ± 0.434	0.902
K	25.848 ± 0.434	0.367

Tabla 3-2: Módulo de distancia para NGC 300 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)

Con los resultados de los módulos de distancia, y teniendo en cuenta la relación lineal expresada en la ecuación 2-30, se llevó a cabo una regresión lineal teniendo en cuenta las incertidumbres en RStudio, para determinar la pendiente y el punto de corte. La gráfica resultante de los módulos de distancia para diferentes filtros se presenta en la Figura 3-3.

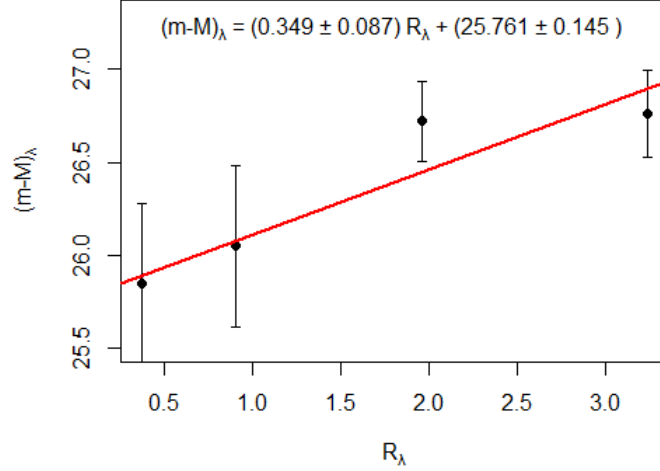


Figura 3-3: Módulo de distancia de NGC 300 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Freedman et al. (2001). Los valores de R_λ se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Los resultados del ajuste lineal dieron como resultado un valor para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de:

$$E(B - V) = (0.349 \pm 0.087) \text{ mag}, \quad (3-9)$$

$$(M - m)_0 = (25.761 \pm 0.145) \text{ mag}. \quad (3-10)$$

Las incertidumbres reportadas fueron obtenidas con RStudio al realizar el ajuste con pesos. La regresión tiene un $R^2 = 0.835$. Usando la ecuación 2-31 para hallar la distancia y 2-32 para la incertidumbre, se llega a un valor de distancia para NGC 300 de (1.420 ± 0.095) Mpc. El valor del módulo de distancia tiene un error porcentual del 2.5 % respecto al módulo hallado por Gieren et al. (2004). De los módulos de distancia presentados en la Tabla **3-2** no se tiene una buena precisión. Por otro lado, el módulo de distancia verdadero se tiene buena exactitud respecto al resultado de Gieren et al. (2004) y la base de datos de distancias a NGC 300 reportadas en la base de datos de NED/IPAC.

Se repitió el proceso anterior para el módulo de distancia de Pietrzyński et al. (2019). En la Tabla **3-3** se muestran los módulos de distancia para los distintos filtros. Estos valores de módulo de distancia se presentan en la gráfica en función del valor de R_λ al igual que en la Figura **3-4**.

Filtro (λ)	(M-m) $_{\lambda}$ (mag)	R $_{\lambda}$
V	26.737 ± 0.228	3.240
I	26.699 ± 0.208	1.962
J	26.028 ± 0.428	0.902
K	25.825 ± 0.428	0.367

Tabla 3-3: Módulo de distancia para NGC 300 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)

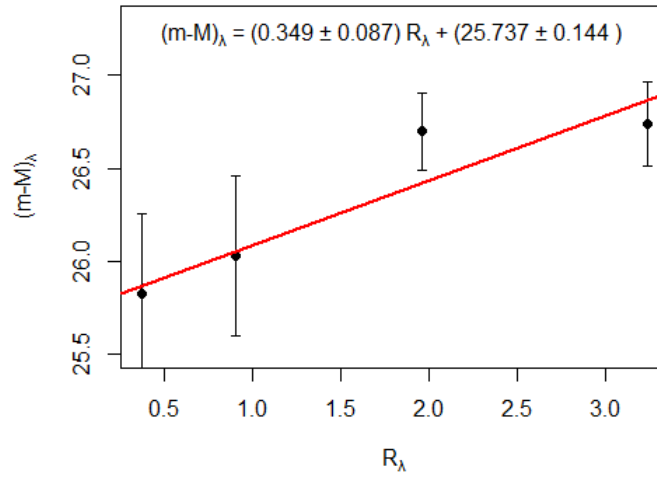


Figura 3-4: Módulo de distancia de NGC 300 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Pietrzyński et al. (2019).

Se llevó a cabo nuevamente otro ajuste lineal teniendo en cuenta las incertidumbres para la Figura 3-4. Los resultados del exceso de color y el módulo de distancia verdadero son:

$$E(B - V) = (0.349 \pm 0.087) \text{ mag}, \quad (3-11)$$

$$(M - m)_0 = (25.737 \pm 0.144) \text{ mag}. \quad (3-12)$$

Para este ajuste se tiene un $R^2 = 0.836$. Con este valor se estima una distancia a NGC 300 de (1.404 ± 0.093) Mpc. Un resultado similar al hallado con el módulo de Freedman et al. (2001), presentando una error porcentual del 2.6 % respecto al módulo de distancia reportado por Gieren et al. (2004).

La diferencia de distancia hallada entre ambos módulos de distancia $\Delta(m - M)_0$ es de 0.024 mag, y se explica por la diferencia entre los módulos de distancia de Freedman et

al. (2001) y Pietrzyński et al. (2019), que es de 0.023 mag. La diferencia de distancia entre ambos resultados es de 16 kpc. Por otro lado, respecto al exceso de color de NGC 300, ambos resultados tienen un error porcentual del 598 % respecto al reportado por Gieren et al. (2004) de $E(B - V) = 0.05$ mag. Esta diferencia significativa se debe a dos factores. En primer lugar, para hallar la LL no impusimos una pendiente igual a la LL de la LMC. En segundo lugar, el enrojecimiento seleccionado para remover los efectos de extinción del medio son distintos.

3.5. NGC 3109

Repetimos el procedimiento con NGC 3109. Usando una regresión robusta MM se determinó la LL para NGC 3109 en los filtros VIJK, haciendo uso de la ecuación 2-17. Las gráficas de las regresiones se muestran en la Figura 3-5. Se presenta a continuación la LL obtenida para los distintos filtros.

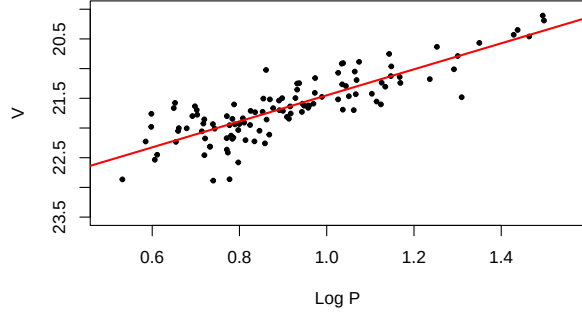
$$V_0 = (-2.19 \pm 0.130) \times \log P + (23.639 \pm 0.123) \quad (3-13)$$

$$I_0 = (-2.41 \pm 0.140) \times \log P + (23.149 \pm 0.134) \quad (3-14)$$

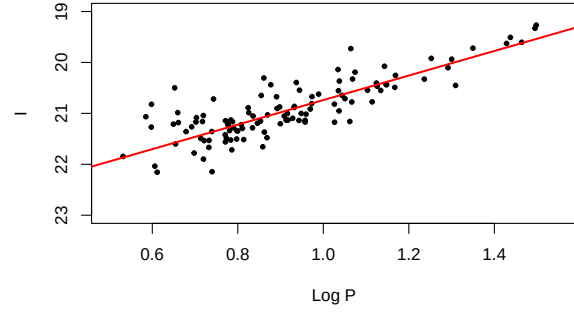
$$J_0 = (-2.67 \pm 0.136) \times \log P + (22.879 \pm 0.133) \quad (3-15)$$

$$K_0 = (-2.978 \pm 0.101) \times \log P + (22.809 \pm 0.103) \quad (3-16)$$

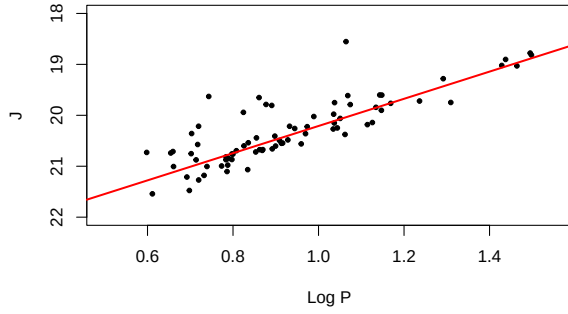
NGC 3109 tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.7$ dex, mientras que la LMC tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex. A diferencia de NGC 300, se tiene una discrepancia significativa en la pendiente para todos los filtros, al compararla con la LMC. En la Figura 3-6 se muestran los valores de la pendientes respecto a la LMC. Los valores de pendiente siguen la tendencia para la LMC, pero es significativa la diferencia, y se va acortando según se llega más al infrarrojo.



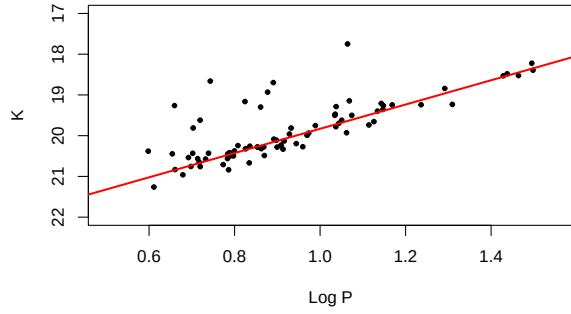
(a) LL robusta para NGC 3109 en el filtro V.



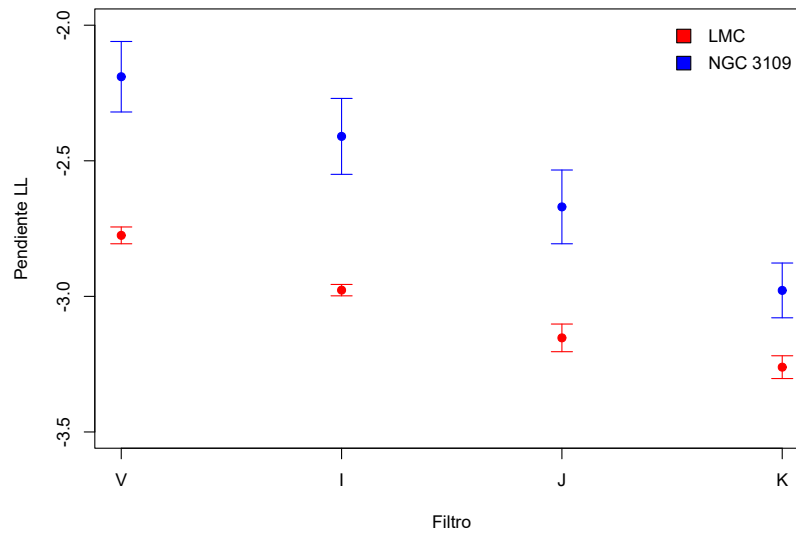
(b) LL robusta para NGC 3109 en el filtro I.



(c) LL robusta para NGC 3109 en el filtro J.



(d) LL robusta para NGC 3109 en el filtro K.

Figura 3-5: LL robusta para NGC 3109 en los filtros VIJK.**Figura 3-6:** Comparación de la pendiente de la LL para NGC 3109 respecto a la LMC.

Se calcularon los módulos de distancia para cada filtro de NGC 3109, a partir de los puntos de corte de la LL. Se presentan los resultados en las Tablas **3-4** y **3-5**.

Filtro (λ)	(M-m) $_{\lambda}$ (mag)	R $_{\lambda}$
V	25.073 ± 0.154	3.240
I	25.056 ± 0.158	1.962
J	25.077 ± 0.207	0.902
K	25.288 ± 0.166	0.367

Tabla 3-4: Módulo de distancia para NGC 3109 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)

La gráfica de la regresión lineal con pesos en RStudio resultante, que tuvo en cuenta los módulos de distancia para diferentes filtros, se presenta en al Figura **3-7**.

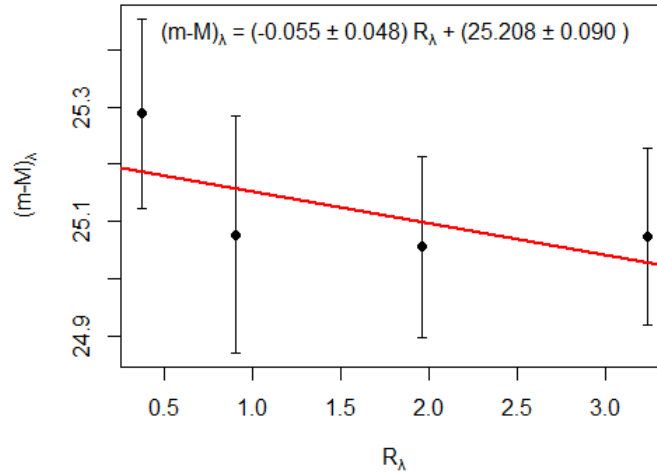


Figura 3-7: Módulo de distancia de NGC 3109 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Freedman et al. (2001). Los valores de R_{λ} se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Los resultados del ajuste lineal dieron como resultado un valor para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de:

$$E(B - V) = (-0.055 \pm 0.048) \text{ mag}, \quad (3-17)$$

$$(M - m)_0 = (25.208 \pm 0.090) \text{ mag}. \quad (3-18)$$

Las incertidumbres reportadas fueron obtenidas con RStudio al realizar el ajuste con pesos. La regresión tiene un $R^2 = 0.100$. Usando la ecuación 2-31 para hallar la distancia y 2-32

para la incertidumbre, se llega a un valor de distancia para NGC 3109 de (1.101 ± 0.046) Mpc. El valor del módulo de distancia tiene un error porcentual del 1.4 % respecto al módulo hallado por Soszyński et al. (2006). A pesar de tener un valor de módulo de distancia acorde con la literatura, también el valor entra en el rango de valores reportados en la base de datos del NED/IPAC, se tiene resultados sin sentido físico del exceso de color negativo. Esta discrepancia tan grande con lo esperado se puede explicar por la diferencia de pendientes entre lo obtenido para NGC 3109 y la LMC.

Se repitió el proceso anterior para el módulo de distancia de Pietrzyński et al. (2019). En la Tabla **3-5** se muestran los módulos de distancia para los distintos filtros. Estos valores de módulo de distancia se presentan en la gráfica en función del valor de R_λ al igual que en la Figura **3-8**.

Filtro (λ)	(M-m) $_\lambda$ (mag)	R_λ
V	25.182 ± 0.148	3.240
I	25.108 ± 0.152	1.962
J	25.089 ± 0.201	0.902
K	25.265 ± 0.160	0.367

Tabla 3-5: Módulo de distancia para NGC 300 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)

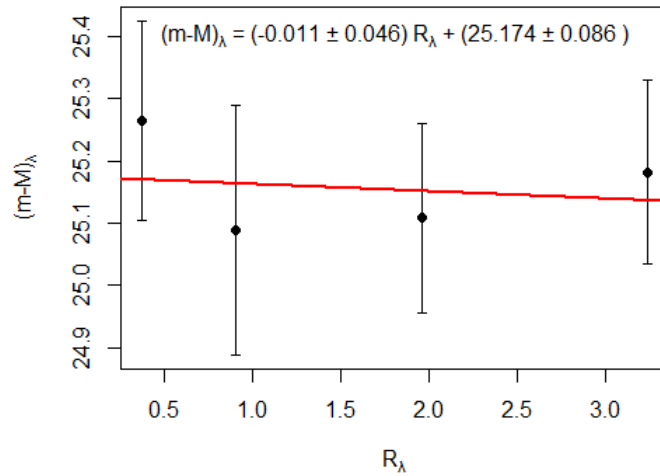


Figura 3-8: Módulo de distancia de NGC 3109 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Pietrzyński et al. (2019). Los valores de R_λ se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Se llevó a cabo nuevamente otro ajuste lineal teniendo en cuenta las incertidumbres para la Figura **3-8**. Los resultados del exceso de color y el módulo de distancia verdadero son:

$$E(B - V) = (-0.011 \pm 0.046) \text{ mag}, \quad (3-19)$$

$$(M - m)_0 = (25.174 \pm 0.086) \text{ mag}. \quad (3-20)$$

Para este ajuste se tiene un $R^2 = -0.457$. Este valor de R^2 negativo indica una relación inversamente proporcional. Con el valor de módulo de distancia verdadero se estima una distancia a NGC 3109 de (1.083 ± 0.043) Mpc. Si consideramos el módulo de distancia, este tiene un error porcentual de 1.6 % respecto al módulo hallado por Soszyński et al. (2006). Por otro lado, nuevamente se llega a un resultado sin sentido físico para el exceso de color.

Debido a los resultados de exceso de color, no es posible compararlos con la literatura. Esta falta de sentido físico al momento de estudiar la LL sin la imposición de la pendiente, y con una galaxia de metalicidad considerablemente distinta, pone a prueba la universalidad de la LL. Sin embargo, es importante tener en cuenta que la cantidad de datos disponibles para el ajuste, ya que puede tener efectos importantes en los resultados.

3.6. NGC 6822

Continuamos realizando el procedimiento, ahora con NGC 6822. Usando una regresión robusta MM se determinó la LL para NGC 6822 en los filtros VIJK, haciendo uso de la ecuación 2-17. Las gráficas de las regresiones se muestran en la Figura **3-9**. Se presenta a continuación la LL obtenida para los distintos filtros.

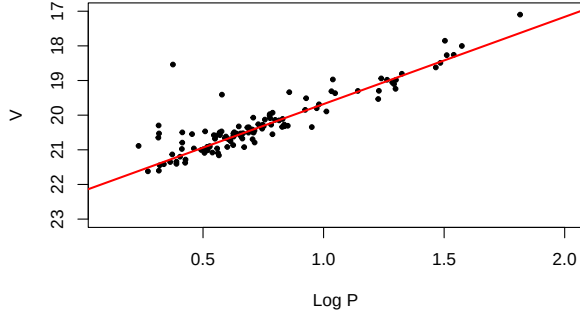
$$V_0 = (-2.517 \pm 0.067) \times \log P + (22.197 \pm 0.056) \quad (3-21)$$

$$I_0 = (-2.86 \pm 0.062) \times \log P + (21.66 \pm 0.053) \quad (3-22)$$

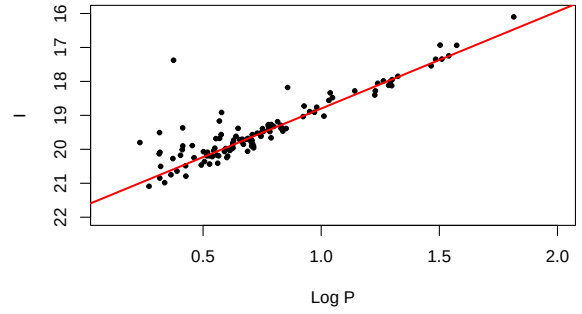
$$J_0 = (-2.698 \pm 0.134) \times \log P + (20.688 \pm 0.136) \quad (3-23)$$

$$K_0 = (-2.738 \pm 0.159) \times \log P + (20.286 \pm 0.163) \quad (3-24)$$

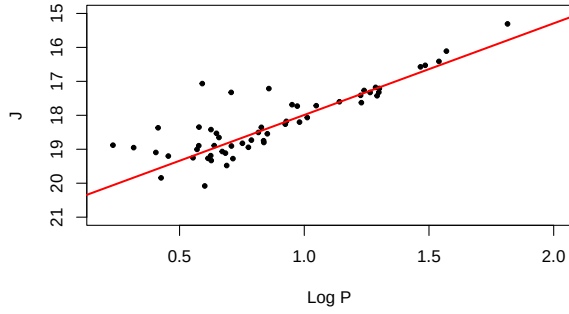
NGC 6822 tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5 \pm 0.2$ dex, mientras que la LMC tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex. A diferencia de las anteriores galaxias NGC 6822 posee una metalicidad muy similar a la LMC, sin embargo, la pendiente de la LL hallada se aleja del valor de la LMC para los filtros JK. En la Figura **3-10** se muestran los valores de la pendientes respecto a la LMC. Los valores de pendiente hallados no muestran ninguna tendencia y se desvían del comportamiento de la LMC.



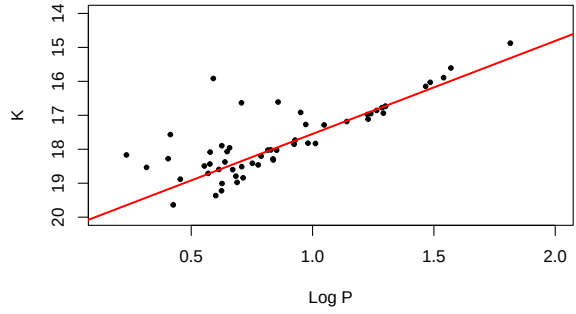
(a) LL robusta para NGC 6822 en el filtro V.



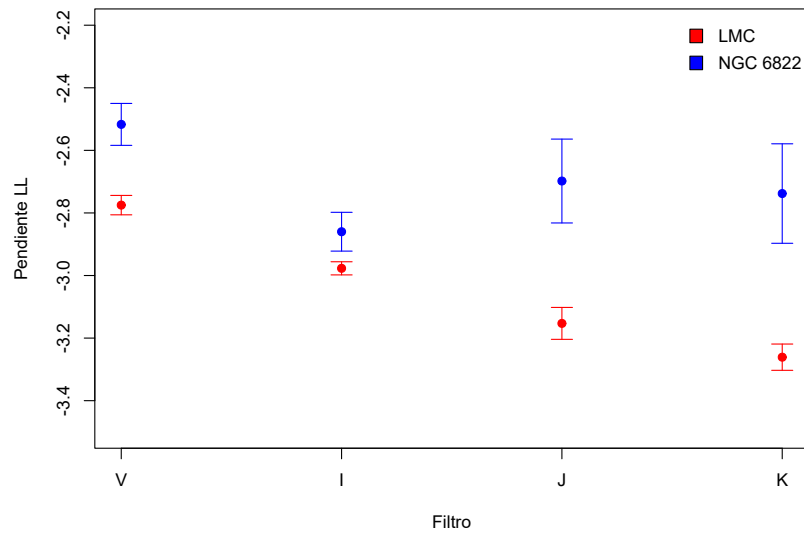
(b) LL robusta para NGC 6822 en el filtro I.



(c) LL robusta para NGC 6822 en el filtro J.



(d) LL robusta para NGC 6822 en el filtro K.

Figura 3-9: LL robusta para NGC 6822 en los filtros VIJK.**Figura 3-10:** Comparación de la pendiente de la LL para NGC 6822 respecto a la LMC.

Se calcularon los módulos de distancia para cada filtro de NGC 6822, a partir de los puntos de corte de la LL. Se presentan los resultados en las Tablas **3-6** y **3-7**.

Filtro (λ)	(M-m) $_{\lambda}$ (mag)	R $_{\lambda}$
V	23.631 ± 0.087	3.240
I	23.567 ± 0.077	1.962
J	22.886 ± 0.210	0.902
K	22.765 ± 0.226	0.367

Tabla 3-6: Módulo de distancia para NGC 6822 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)

La gráfica de la regresión lineal con pesos en RStudio resultante para NGC 6822, que tuvo en cuenta los módulos de distancia para diferentes filtros, se presenta en al Figura **3-11**.

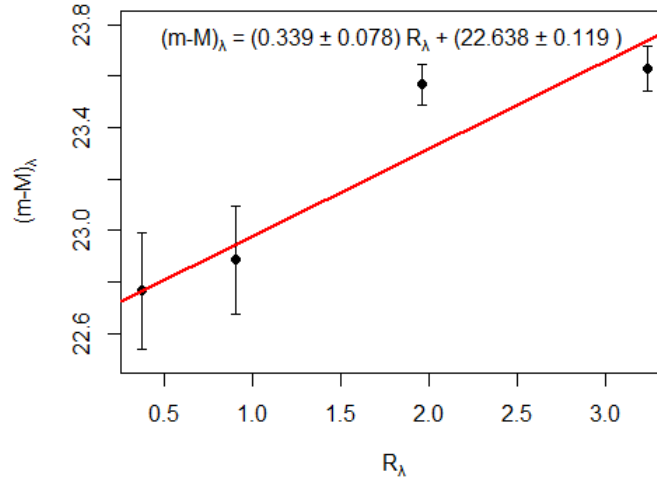


Figura 3-11: Módulo de distancia de NGC 6822 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Freedman et al. (2001). Los valores de R_{λ} se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Los resultados del ajuste lineal dieron como resultado un valor para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de:

$$E(B - V) = (0.339 \pm 0.078) \text{ mag}, \quad (3-25)$$

$$(M - m)_0 = (22.638 \pm 0.119) \text{ mag}. \quad (3-26)$$

Las incertidumbres reportadas fueron obtenidas con RStudio al realizar el ajuste con pesos. La regresión tiene un $R^2 = 0.17$. Usando la ecuación 2-31 para hallar la distancia y 2-32 para

la incertidumbre, se llega a un valor de distancia para NGC 6822 de (0.337 ± 0.018) Mpc. El valor del módulo de distancia tiene un error porcentual del 2.9 % respecto al módulo hallado por (Gieren et al. 2006). El módulo de distancia verdadero determinado tiene buena exactitud de acuerdo a lo reportado por Gieren et al. (2006) y la base de datos del NED/IPAC.

Se repitió el proceso anterior para el módulo de distancia de Pietrzyński et al. (2019). En la Tabla **3-7** se muestran los módulos de distancia para los distintos filtros. Estos valores de módulo de distancia se presentan en la gráfica en función del valor de R_λ al igual que en la Figura **3-12**.

Filtro (λ)	(M-m) $_\lambda$ (mag)	R_λ
V	23.608 ± 0.081	3.240
I	23.544 ± 0.071	1.962
J	22.863 ± 0.204	0.902
K	22.742 ± 0.220	0.367

Tabla 3-7: Módulo de distancia para NGC 6822 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)

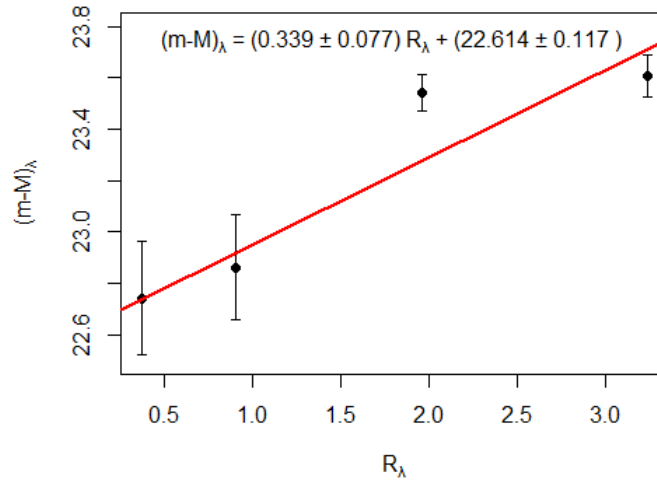


Figura 3-12: Módulo de distancia de NGC 6822 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Pietrzyński et al. (2019). Los valores de R_λ se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Se llevó a cabo nuevamente otro ajuste lineal teniendo en cuenta las incertidumbres para la Figura **3-12**. Los resultados del exceso de color y el módulo de distancia verdadero son:

$$E(B - V) = (0.339 \pm 0.077) \text{ mag}, \quad (3-27)$$

$$(M - m)_0 = (22.614 \pm 0.117) \text{ mag}. \quad (3-28)$$

Para este ajuste se tiene un $R^2 = 0.19$. Con este valor se estima una distancia a NGC 6822 de (0.333 ± 0.018) Mpc. Si consideramos el módulo de distancia, este tiene un error porcentual de 3.0 % respecto al módulo hallado por Gieren et al. (2006). No hay un aumento significativo del error porcentual, luego, como en el caso del módulo de Freedman et al. (2001) se tiene buena exactitud para ambos módulos de distancia.

Respecto al exceso de color de NGC 6822 ambos resultados tiene un error porcentual del 182.5 % al reportado por Gieren et al. (2006) de $E(B - V) = 0.12$ mag. Se tiene un resultado similar al de NGC 300 de una diferencia significativa de resultados. Esta discrepancia se le atribuye al cambio de la pendiente de la LL para NGC 6822 respecto a la LL de la LMC, y que se le restaron a los datos de magnitudes la extinción reportada en la base de datos del NED/IPAC.

3.7. NGC 7793

Usando una regresión robusta MM se determinó la LL para NGC 7793 en los filtros VIJK, haciendo uso de la ecuación 2-17. Las gráficas de las regresiones se muestran en la Figura **3-13**. Se presenta a continuación la LL obtenida para los distintos filtros.

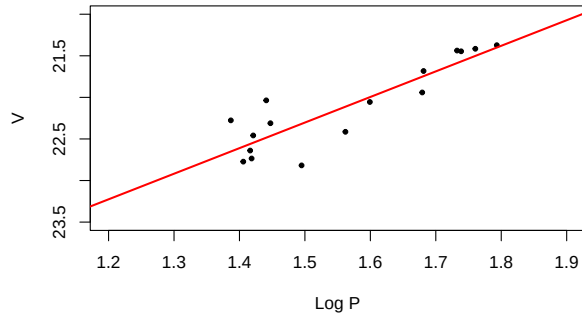
$$V_0 = (-3.077 \pm 0.302) \times \log P + (26.919 \pm 0.528) \quad (3-29)$$

$$I_0 = (-3.235 \pm 0.352) \times \log P + (26.287 \pm 0.574) \quad (3-30)$$

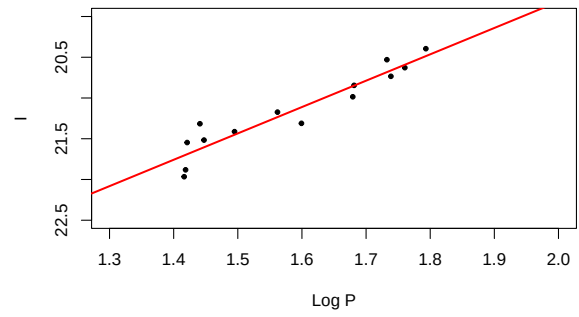
$$J_0 = (-3.528 \pm 0.271) \times \log P + (26.112 \pm 0.443) \quad (3-31)$$

$$K_0 = (-3.185 \pm 0.318) \times \log P + (25.093 \pm 0.497) \quad (3-32)$$

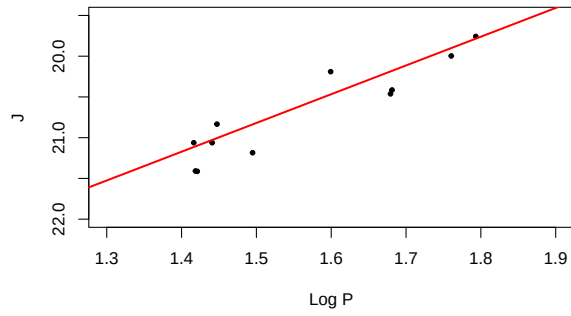
NGC 7793 tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.39$ dex, mientras que la LMC tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex. Las metalicidades entre ambas galaxias es similar, pero las pendientes para los filtros VI se diferencian significativamente, mientras que para JK la diferencia no es tan grande. En la Figura **3-14** se muestran los valores de la pendientes respecto a la LMC. Como en el caso de NGC 6822, las pendientes calculadas no muestran una tendencia y presentan una incertidumbre significativa.



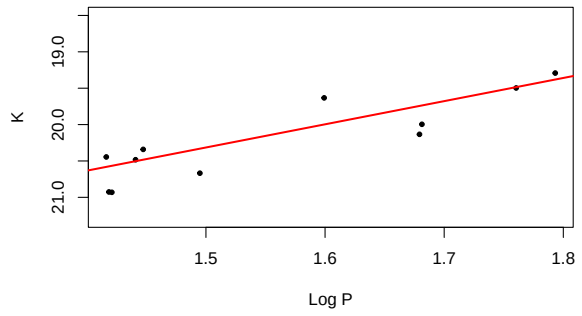
(a) LL robusta para NGC 7793 en el filtro V.



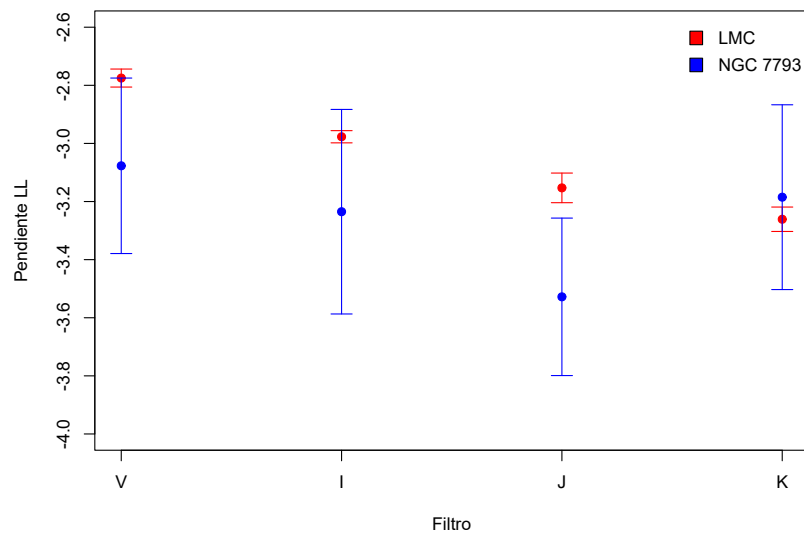
(b) LL robusta para NGC 7793 en el filtro I.



(c) LL robusta para NGC 7793 en el filtro J.



(d) LL robusta para NGC 7793 en el filtro K.

Figura 3-13: LL robusta para NGC 7793 en los filtros VIJK.**Figura 3-14:** Comparación de la pendiente de la LL para NGC 7793 respecto a la LMC.

Se calcularon los módulos de distancia para cada filtro de NGC 6822, a partir de los puntos de corte de la LL. Se presentan los resultados en las Tablas **3-6** y **3-7**.

Filtro (λ)	(M-m) $_{\lambda}$ (mag)	R $_{\lambda}$
V	28.353 ± 0.559	3.240
I	28.194 ± 0.598	1.962
J	28.31 ± 0.610	0.902
K	27.572 ± 0.560	0.367

Tabla 3-8: Módulo de distancia para NGC 7793 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)

La gráfica de la regresión lineal con pesos en RStudio resultante para NGC 7793, que tuvo en cuenta los módulos de distancia para diferentes filtros, se presenta en al Figura **3-11**.

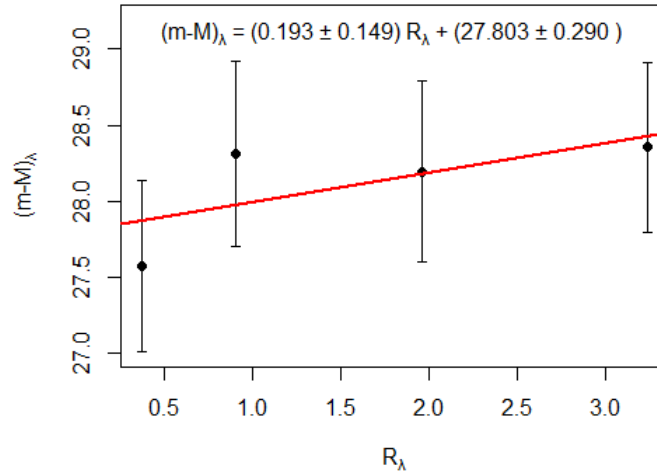


Figura 3-15: Módulo de distancia de NGC 7793 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Freedman et al. (2001). Los valores de R_{λ} se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Los resultados del ajuste lineal dieron como resultado un valor para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de:

$$E(B - V) = (0.193 \pm 0.149) \text{ mag}, \quad (3-33)$$

$$(M - m)_0 = (27.803 \pm 0.290) \text{ mag}. \quad (3-34)$$

Las incertidumbres reportadas fueron obtenidas con RStudio al realizar el ajuste con pesos. La regresión tiene un $R^2 = 0.183$. Usando la ecuación 2-31 para hallar la distancia y 2-32

para la incertidumbre, se llega a un valor de distancia para NGC 7793 de (3.636 ± 0.486) Mpc. El valor del módulo de distancia tiene un error porcentual del 0.5 % respecto al módulo hallado por (Zgirski et al. 2017). El módulo de distancia verdadero hallado es el que mejor exactitud ha tenido hasta ahora, el valor también es acorde a los reportado en la base de datos de NED/IPAC.

Se repitió el proceso anterior para el módulo de distancia de Pietrzyński et al. (2019). En la Tabla **3-9** se muestran los módulos de distancia para los distintos filtros. Estos valores de módulo de distancia se presentan en la gráfica en función del valor de R_λ al igual que en la Figura **3-16**.

Filtro (λ)	$(M-m)_\lambda$ (mag)	R_λ
V	28.33 ± 0.553	3.240
I	28.171 ± 0.592	1.962
J	28.268 ± 0.604	0.902
K	27.541 ± 0.554	0.367

Tabla 3-9: Módulo de distancia para NGC 7793 en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)

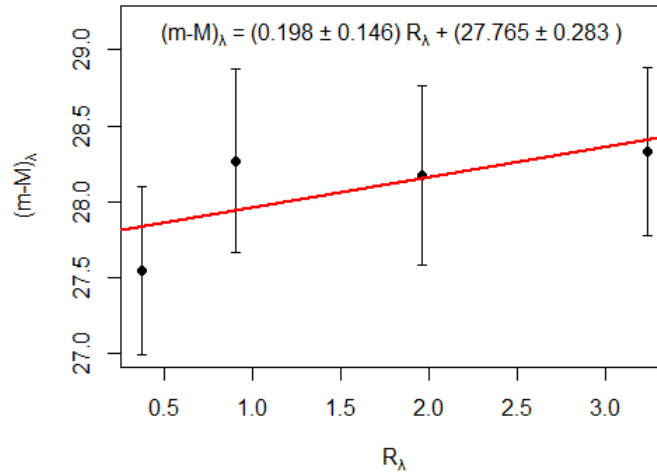


Figura 3-16: Módulo de distancia de NGC 7793 en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Pietrzyński et al. (2019). Los valores de R_λ se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Se llevó a cabo nuevamente otro ajuste lineal teniendo en cuenta las incertidumbres para la Figura **3-16**. Los resultados del exceso de color y el módulo de distancia verdadero son:

$$E(B - V) = (0.198 \pm 0.146) \text{ mag}, \quad (3-35)$$

$$(M - m)_0 = (27.765 \pm 0.283) \text{ mag}. \quad (3-36)$$

Para este ajuste se tiene un $R^2 = 0.217$. Con este valor se estima una distancia a NGC 7793 de (3.573 ± 0.466) Mpc. Si consideramos el módulo de distancia, este tiene un error porcentual de 0.4 % respecto al módulo hallado por (Zgirski et al. 2017). No hay un aumento significativo del error porcentual, luego, como en el caso del módulo de Freedman et al. (2001) se tiene buena exactitud para ambos módulos de distancia.

Respecto al exceso de color de NGC 7793, se tiene dos valores de exceso de color, esto se explica por la regresión con pesos realizada en RStudio, los módulos de distancia tiene una incertidumbre considerable, lo que generó que las regresiones variaran ligeramente. Para el exceso de color de Freedman et al. (2001) el error porcentual es 222.0 %, y para Pietrzyński et al. (2019) de 230.0 % comparados con lo reportado por Pietrzyński et al. (2010). Como con las anteriores galaxias como NGC 300 y NGC 6822 se tiene errores porcentuales sumamente altos.

3.8. WLM

Usando una regresión robusta MM se determinó la LL para WLM en los filtros VIJK, haciendo uso de la ecuación 2-17. Las gráficas de las regresiones se muestran en la Figura 3-17. Se presenta a continuación la LL obtenida para los distintos filtros.

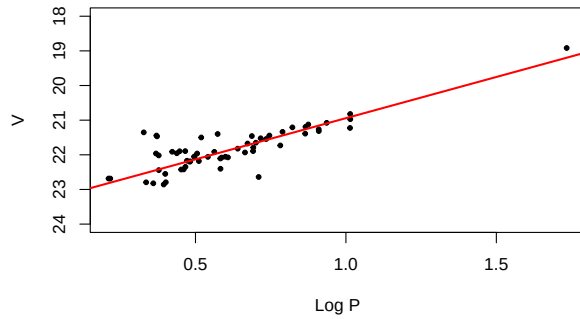
$$V_0 = (-2.544 \pm 0.145) \times \log P + (23.458 \pm 0.128) \quad (3-37)$$

$$I_0 = (-2.81 \pm 0.142) \times \log P + (23.00 \pm 0.124) \quad (3-38)$$

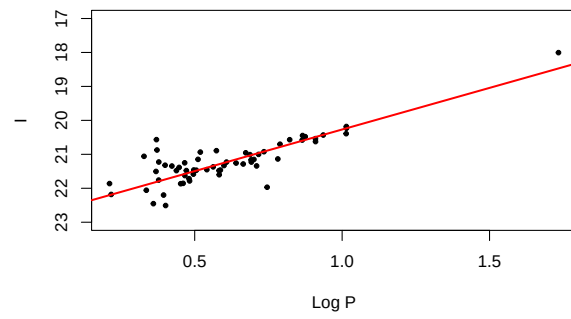
$$J_0 = (-2.947 \pm 0.129) \times \log P + (22.569 \pm 0.102) \quad (3-39)$$

$$K_0 = (-3.05 \pm 0.131) \times \log P + (22.27 \pm 0.103) \quad (3-40)$$

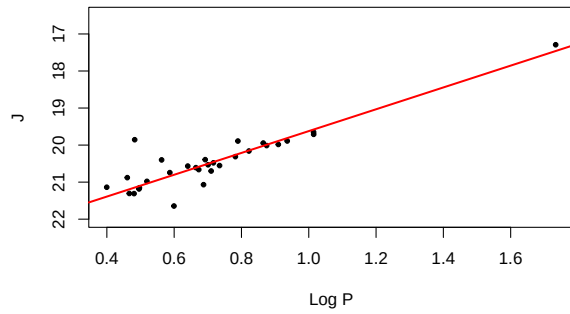
WLM tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.27$ dex, mientras que la LMC tiene una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex. A comparación de las demas galaxias WLM no presenta una gran diferencia respecto a las pendientes de la LL. En la Figura 3-18 se muestran los valores de la pendientes respecto a la LMC. El valor de pendiente presenta una diferencia respecto a la LMC, pero mantiene la tendencia descendente hacía el infrarrojo.



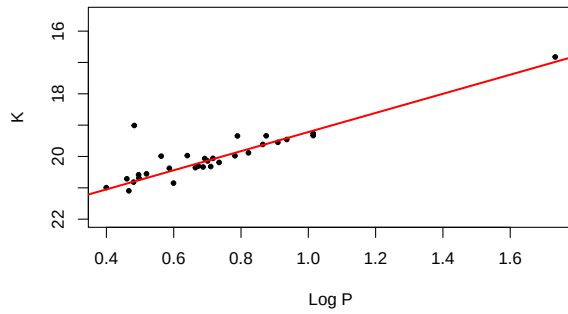
(a) LL robusta para WLM en el filtro V.



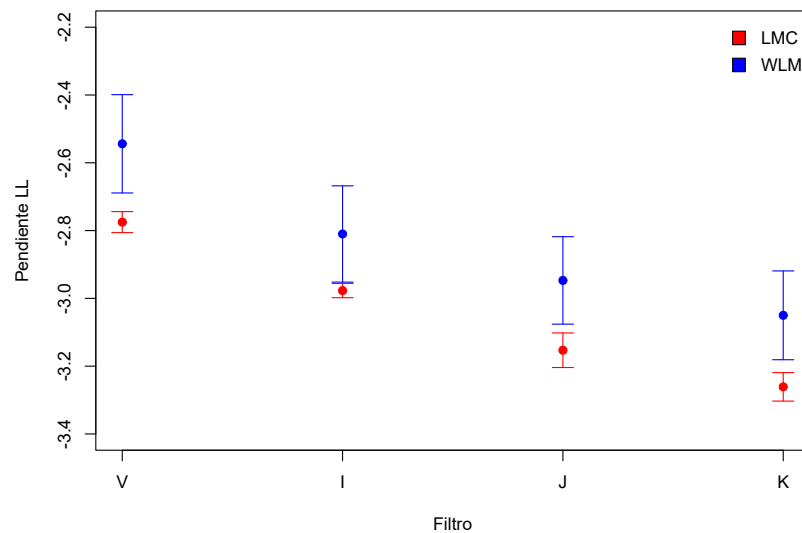
(b) LL robusta para WLM en el filtro I.



(c) LL robusta para WLM en el filtro J.



(d) LL robusta para WLM en el filtro K.

Figura 3-17: LL robusta para WLM en los filtros VIJK.**Figura 3-18:** Comparación de la pendiente de la LL para WLM respecto a la LMC.

Se calcularon los módulos de distancia para cada filtro de WLM, a partir de los puntos de corte de la LL. Se presentan los resultados en las Tablas **3-10** y **3-11**.

Filtro (λ)	(M-m) $_{\lambda}$ (mag)	R $_{\lambda}$
V	24.892 ± 0.159	3.240
I	24.907 ± 0.148	1.962
J	24.767 ± 0.176	0.902
K	24.749 ± 0.166	0.367

Tabla 3-10: Módulo de distancia para WLM en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Freedman et al. (2001)

La gráfica de la regresión lineal con pesos en RStudio resultante para WLM, que tuvo en cuenta los módulos de distancia para diferentes filtros, se presenta en al Figura **3-19**.

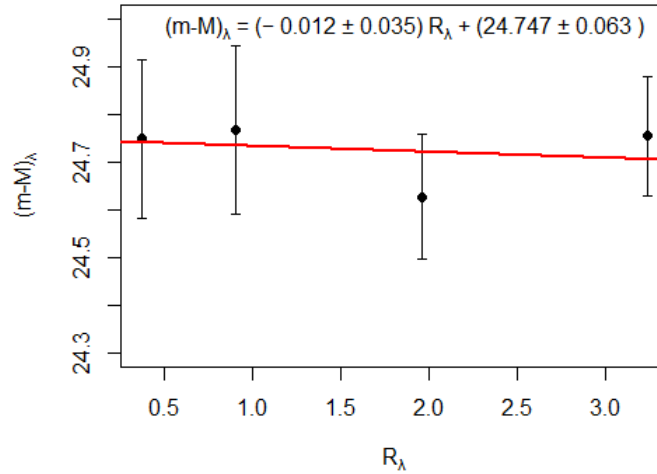


Figura 3-19: Módulo de distancia de WLM en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Freedman et al. (2001). Los valores de R_{λ} se tomaron de Schlegel et al. (1998)

Los resultados del ajuste lineal dieron como resultado un valor para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de:

$$E(B - V) = (-0.012 \pm 0.035) \text{ mag}, \quad (3-41)$$

$$(M - m)_0 = (24.747 \pm 0.063) \text{ mag}. \quad (3-42)$$

Las incertidumbres reportadas fueron obtenidas con RStudio al realizar el ajuste con pesos. La regresión tiene un $R^2 = -0.412$. Usando la ecuación 2-31 para hallar la distancia y 2-32

para la incertidumbre, se llega a un valor de distancia para WLM de (0.890 ± 0.026) Mpc. El valor del módulo de distancia tiene un error porcentual del 0.7 % respecto al módulo hallado por Gieren et al. (2008a). El módulo de distancia verdadero hallado tiene buena exactitud respecto al valor reportado por Gieren et al. (2008a) y la base de datos de NED/IPAC.

Se repitió el proceso anterior para el módulo de distancia de Pietrzyński et al. (2019). En la Tabla **3-11** se muestran los módulos de distancia para los distintos filtros. Estos valores de módulo de distancia se presentan en la gráfica en función del valor de R_λ al igual que en la Figura **3-20**.

Filtro (λ)	$(M-m)_\lambda$ (mag)	R_λ
V	24.869 ± 0.153	3.240
I	24.884 ± 0.142	1.962
J	24.744 ± 0.170	0.902
K	24.726 ± 0.160	0.367

Tabla 3-11: Módulo de distancia para WLM en los filtros VIJK usando el módulo de distancia para la LMC de Pietrzyński et al. (2019)

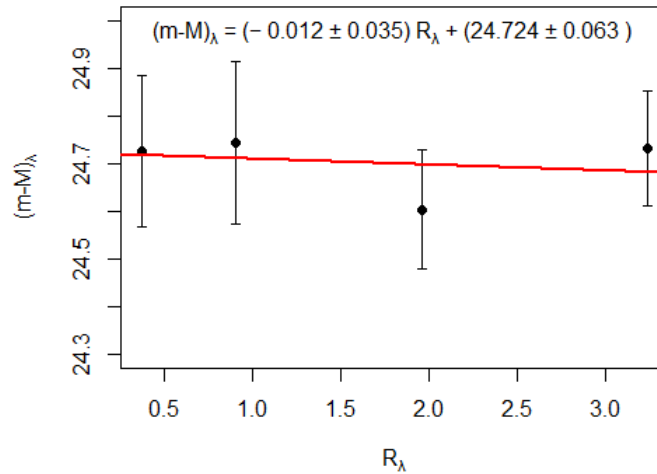


Figura 3-20: Módulo de distancia de WLM en función del valor de extinción selectiva sobre específica usando el módulo de distancia para la LMC determinado por Pietrzyński et al. (2019). Los valores de R_λ se tomaron de Schlegel et al. (1998)

$$E(B - V) = (-0.012 \pm 0.035) \text{ mag}, \quad (3-43)$$

$$(M - m)_0 = (24.724 \pm 0.063) \text{ mag.} \quad (3-44)$$

Para este ajuste se tiene un $R^2 = -0.410$. Con este valor se estima una distancia a NGC WLM de (0.881 ± 0.017) Mpc. Si consideramos el módulo de distancia, este tiene un error porcentual de 0.8 % respecto al módulo hallado por Gieren et al. (2008a). No hay un aumento significativo del error porcentual, luego, como en el caso del módulo de Freedman et al. (2001) se tiene buena exactitud para ambos módulos de distancia.

Respecto al exceso de color de WLM, se presentó una situación similar como con NGC 3109, con valores negativos y sin sentido físico. La falta de resultados consistentes con otras galaxias con diferencia de metalicidad significativa respecto a al LMC, como NGC 300, no permite concluir sobre la universalidad de la LL y los efectos de la metalicidad en la misma.

Todos los resultados anteriormente hallados para todas las galaxias es muestra en la Tabla **3-12**.

Galaxia	Exceso de color (mag)	$(M - m)_0$ usando valor para la LMC de Freedman et al. (2001) (mag)	$(M - m)_0$ usando valor para la LMC de Pietrzński et al. (2019) (mag)
NGC 300	0.349	25.761	25.737
NGC 3109	-0.055, -0.011	25.208	25.174
NGC 6822	0.339	22.638	22.614
NGC 7793	0.193, 0.198	27.803	27.765
WLM	-0.012	24.747	24.724

Tabla 3-12: Resultados para el exceso de color y módulo de distancia verdadero de cada galaxia. El caso de NGC 7793 de doble exceso de color se explica en su sección.

3.9. Discusión

En primer lugar, se comparan los módulos de distancia verdadero hallados respecto a los valores reportados en el proyecto Araucaria. La comparación se muestra en la Figura **3-21**. De la figura no se observa un patrón de aumento de la diferencia de módulos de distancia verdadero respecto a metalicidad. Pese a esta falta de resultados, es importante remarcar la exactitud de los módulos de distancia verdadero. El error porcentual más alto hallado fue el de NGC 6822 con 3 %.

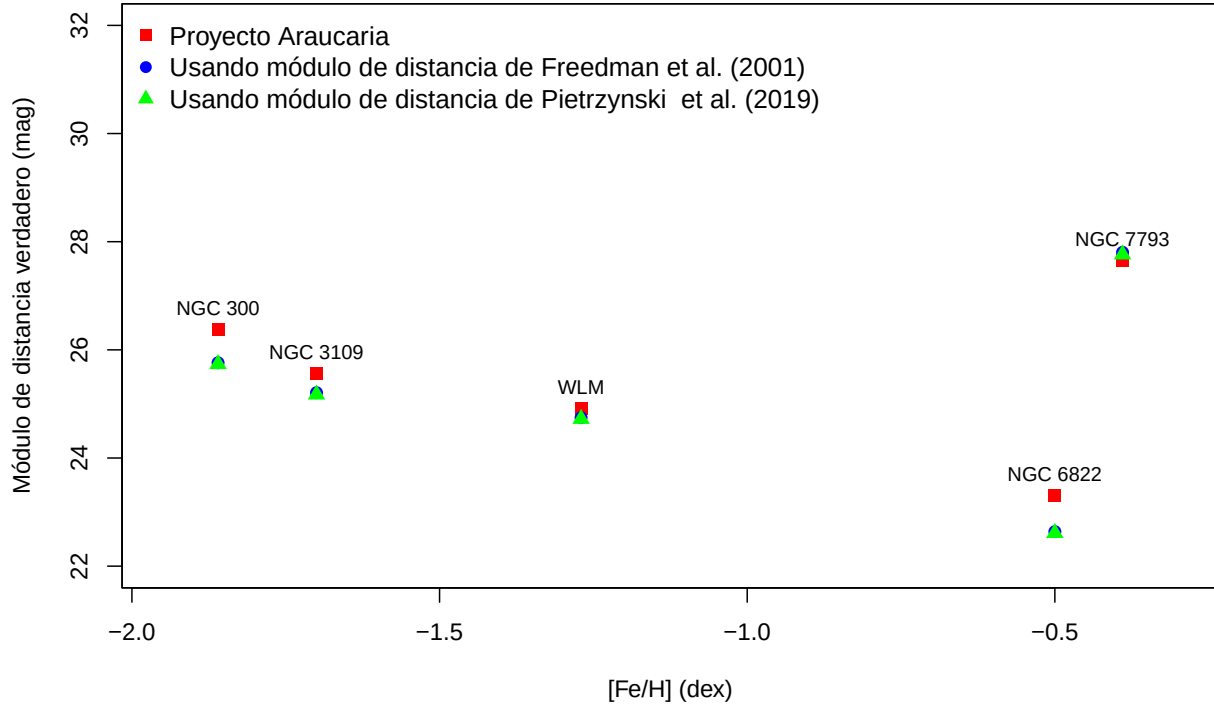


Figura 3-21: Comparación de los módulos de distancia verdadero hallados con los reportados en el proyecto Araucaria. En la gran mayoría de casos los puntos están casi superpuestos, explicando que solo se vea parte del punto.

Por otro lado, las pendiente de la LL en los filtros VIJK para cada galaxia mostraron diferencias claras respecto a la LMC. Sin embargo, estos resultados no permiten concluir sobre la universalidad de la LL, ya que no da el sustento suficiente para que las diferencias en pendiente muestren o no la universalidad.

Los resultados de exceso de color de este trabajo se justifican por dos razones. En primer lugar, es posible que la LL sea universal y dejar la pendiente libre sea la razón de la discrepancia. En segundo lugar, el número de Cefeidas utilizadas en la LL puede influir en la exactitud y precisión de los datos. Por ejemplo, la incertidumbre de la pendiente en VIJK de la LL, el modulo de distancia, la distancia y el exceso de color de NGC 7793 es del orden de las décima, que en astronomía es relevante por los ordenes de magnitud.

Los resultados anteriores y lo que se ha discutido no permite poner en duda la universalidad de la LL y su posible dependencia de la metalicidad. En investigaciones anteriores se han presentado resultados de la dependencia de la LL respecto a la metalicidad. Romaniello et al. (2009) concluyó que los residuales de la LL en el filtro V tienden a aumentar según

el contenido de hierro de la galaxia. Por otro lado, Tamman et al. (2003) estudiaron la LL y la relación Período-Color (PC) en una población de Cefeidas en la Vía Láctea, la LMC y SMC. Llegaron a concluir que la LL dependía de la metalicidad y que tenía efectos en los valores de la pendiente de la LL. De acuerdo a esto, Tamman et al. (2003) argumentan que es incorrecto forzar la pendiente al momento de hallar la LL para una galaxia. Todo lo anterior apoya la idea de que la metalicidad tiene efectos en la LL y niega su universalidad, que en este trabajo se muestra en las diferencias de pendientes, exceso de color y módulo de distancia verdaderos para las galaxias.

Capítulo 4

Conclusiones y trabajo a futuro

En este proyecto se determinó para los filtros VIJK la pendiente de la Ley de Leavitt (LL), el módulo de distancia verdadero, la distancia y el exceso de color a las galaxias NGC 6822, NGC 7793, WLM, NGC 3109 y NGC 300. Se utilizaron dos módulos de distancia de la LMC (18.5 ± 0.10) mag (Freedman et al. 2001) y (18.477 ± 0.004) mag (Pietrzyński et al. 2019). De los resultados de las pendientes se nota una clara diferencia respecto al valor de la LMC. No obstante, en esta diferencia de pendientes no se observa una tendencia para galaxias con metalicidades distintas a la LMC. Por otro lado, en la Tabla **3-12** se muestran los módulos de distancia verdadero y exceso de color, y en la Tabla **4-1** las distancias determinadas con los módulos. De los valores de exceso de color se concluyó que no es prueba suficiente para poner en duda la universalidad de la LL. Además, para galaxias con pocas cantidades de Cefeidas, como NGC 7793, se observó una alta incertidumbre en la pendiente en VIJK de la LL, el módulo de distancia, la distancia y el exceso de color. Por otro lado, se logró exactitud de los módulos de distancia de todas las galaxias.

Como trabajo futuro se sugiere realizar los cálculos nuevamente para las galaxias de este estudio, forzando la pendiente de la LL y usando una regresión robusta MM. Además, también se sugiere investigar la influencia del número de Cefeidas en la Ley de Leavitt. Un aumento en el número de datos de Cefeidas de corto periodo, puede dar resultados más acordes con la literatura. Por otro lado, se recomienda complementar el trabajo realizado por Cardona (2022), calculando la LL sin forzar la pendiente por medio de una regresión robusta MM, para las galaxias del proyecto Araucaria estudiadas: NGC 247, M33, IC 1613, NGC 55.

Galaxia	Metalicidad (dex)	$(M - m)_0$ de Freedman et al. (2001) (mag)	Distancia usando Freedman et al. (2001) (Mpc)	σ_F (Mpc)	$(M - m)_0$ de Pietrzński et al. (2019) (mag)	Distancia usando Pietrzński et al. (2019) (Mpc)	σ_P (Mpc)
NGC 7793	-0.39	27.803	3.636	0.486	27.765	3.573	0.466
NGC 6822	-0.5	22.638	0.337	0.018	22.614	0.333	0.018
WLM	-1.27	24.747	0.890	0.026	24.724	0.881	0.026
NGC 3109	-1.7	25.208	1.101	0.046	25.174	1.083	0.043
NGC 300	-1.86	25.761	1.420	0.095	25.737	1.404	0.093

Tabla 4-1: Resultados para las distancias obtenidas por los módulos de Freedman et al. (2001) y Pietrzński et al. (2019). Se organizaron las galaxias en función de la metalicidad y su similitud con la LMC. Los módulos de distancia verdadero presentados fueron corregidos de extinción interestelar. Se tiene la columna de la distancia y la incertidumbre de la distancia calculadas con las ecuaciones 2-31 y 2-32, respectivamente.

Apéndice A

Datos Proyecto Araucaria

Galaxia	Filtro	Número de Cefeidas		Referencia	
		Filtro	Número de Cefeidas	Filtro	Referencia
NGC 6822	VI		116		Pietrzyński et al. 2004
NGC 7793	VI		17		Pietrzyński et al. 2010
WLM	VI		59		Pietrzyński et al. 2007
NGC 3109	VI		113		Pietrzyński et al. 2006
NGC 300	VI		64		Gieren et al. 2005b
LMC	VI		3300		Udalski 2000
		JK	56	JK	Gieren et al. 2006
		JK	11	JK	Zgirski et al. 2017
		JK	31	JK	Gieren et al. 2008b
		JK	77	JK	Soszyński et al. 2006
		JK	16	JK	Gieren et al. 2005c
		JK	92	JK	Persson et al. 2004

Tabla A-1: Datos utilizados del proyecto Araucaria en los filtros VIJK.

Bibliografía

- Anand, G., Lee, J., Van Dyk, S., et al. (2021). Distances to PHANGS galaxies: New tip of the red giant branch measurements and adopted distances. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 501(3):3621–3639.
- Bell, E. and de Jong, R. (2001). Stellar mass-to-light ratios and the Tully-Fisher relation. *The Astrophysical Journal*, 550(1):212.
- Bertulani, C. (2013). *Nuclei in the Cosmos*. World Scientific.
- Binder, B., Williams, B., Eracleous, M., et al. (2012). The Chandra local volume survey: The X-ray point-source catalog of NGC 300. *The Astrophysical Journal*, 758(1):15.
- Bothwell, M., Kennicutt, R., and Lee, J. (2009). On the interstellar medium and star formation demographics of galaxies in the local universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 400(1):154–167.
- Capaccioli, M., Piotto, G., and Bresolin, F. (1992). On the Cepheid variables of the nearby irregular galaxy NGC 3109. *The Astronomical Journal*, 103:1151–1158.
- Cardelli, J., Clayton, G., and Mathis, J. (1989). The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *The Astrophysical Journal*, 345:245–256.
- Cardona, J. (2020). Calibration of extragalactic distances on different metallicity environments. Tesis de pregrado en Física, Uniandes.
- Carignan, C., Frank, B., Hess, K., et al. (2013). KAT-7 science verification: using H_i observation of NGC 3109 to understand its kinematics and mass distribution. *The Astronomical Journal*, 146(3):48.
- Carroll, B. and Ostlie, D. (2017). *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press.
- Catelan, M. and Smith, H. (2015). *Pulsating stars*. John Wiley & Sons.
- Cubillos, A. (2021). Determinación de la cantidad mínima de puntos necesaria para la reconstrucción de curvas de luz de estrellas variables. Tesis de pregrado en Física, Uniandes.
- Demers, S., Battinelli, P., and Letarte, B. (2003). Carbon star survey in the Local Group-VII. NGC 3109 a galaxy without a stellar halo. *Astronomy & Astrophysics*, 410(3):795–801.

- Demers, S., Kunkel, W., and Irwin, M. (1985). Automated photometry of NGC 3109. *The Astronomical Journal*, 90:1967–1981.
- Eddington, A. S. (2013). 58. *On the Pulsations of a Gaseous Star and the Problem of the Cepheid Variables*, pages 401–409. Harvard University Press.
- Feast, M. and Catchpole, R. (1997). The Cepheid period-luminosity zero-point from Hipparcos trigonometrical parallaxes. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 286(1):L1–L5.
- Fernie, J. (1969). The period-luminosity relation: a historical review. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 81(483):707–731.
- Freedman, W., Madore, B., Gibson, B., et al. (2001). Final Results from the Hubble Space Telescope Key Project to Measure the Hubble Constant. *The Astrophysical Journal*, 553(1):47.
- Gallart, C., Aparicio, A., Bertelli, G., et al. (1996). The Local Group dwarf irregular galaxy NGC 6822. II. The old and intermediate-age star formation history. *The Astronomical Journal*, 112:1950.
- Gieren, W., Pietrzynski, G., Bresolin, F., et al. (2005a). Measuring improved distances to nearby galaxies: the Araucaria project. *The Messenger*, 121:23–28.
- Gieren, W., Pietrzyński, G., Nalewajko, K., et al. (2006). The araucaria project: An accurate distance to the local group galaxy NGC 6822 from near-infrared photometry of cepheid variables. *The Astrophysical Journal*, 647(2):1056.
- Gieren, W., Pietrzyński, G., Soszyński, I., et al. (2005b). The araucaria project: Near-infrared photometry of cepheid variables in the Sculptor galaxy NGC 300. *The Astrophysical Journal*, 628(2):695.
- Gieren, W., Pietrzyński, G., Szewczyk, O., et al. (2008). The araucaria project: The distance to the local group galaxy WLM from near-infrared photometry of cepheid variables. *The Astrophysical Journal*, 683(2):611.
- Gieren, W., Pietrzyński, G., Walker, A., et al. (2004). The Araucaria Project: An improved distance to the Sculptor spiral galaxy NGC 300 from its Cepheid variables. *The Astronomical Journal*, 128(3):1167.
- Gieren, W., Storm, J., Barnes III, T., et al. (2005c). Direct Distances to Cepheids in the Large Magellanic Cloud: Evidence for a Universal Slope of the Period-Luminosity Relation up to Solar Abundance. *The Astrophysical Journal*, 627(1):224.

- Górski, M., Pietrzyński, G., and Gieren, W. (2011). The Araucaria Project. Infrared Tip of the Red Giant Branch Distances to Five Dwarf Galaxies in the Local Group. *The Astronomical Journal*, 141(6):194.
- Hawarden, T., Leggett, S., Letawsky, M., et al. (2001). JHK standard stars for large telescopes: the UKIRT fundamental and extended lists. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 325(2):563–574.
- Helou, G., Roussel, H., Appleton, P., et al. (2004). The anatomy of star formation in NGC 300. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154(1):253.
- Hertzsprung, E. (1913). Über die räumliche Verteilung der Veränderlichen vom delta Cephei-Typus. *Astronomische Nachrichten*, 196:201.
- Hodge, P. (1977). The structure and content of NGC 6822. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 33:69–82.
- Hodge, P. (1980). The recent evolutionary history of the galaxies NGC 6822 and IC 1613. *The Astrophysical Journal*, 241:125–131.
- Hubble, E. (1925a). Cepheids in spiral nebulae. *Popular Astronomy*, 33.
- Hubble, E. (1925b). *NGC 6822: A Remote Stellar System*. Number 304.
- Hubble, E. (1929). A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae. *Proceedings of the national academy of sciences*, 15(3):168–173.
- Ianjamasimanana, R., Namumba, B., Ramaila, A., et al. (2020). MeerKAT-16 H i observation of the dIrr galaxy WLM. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 497(4):4795–4813.
- Jerjen, H., Freeman, K., and Binggeli, B. (1998). Surface brightness fluctuation distances to dwarf elliptical galaxies in the Sculptor Group. *The Astronomical Journal*, 116(6):2873.
- Kacharov, N., Neumayer, N., Seth, A., et al. (2018). Stellar populations and star formation histories of the nuclear star clusters in six nearby galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 480(2):1973–1998.
- Karachentsev, I., Grebel, E., Sharina, M., et al. (2003). Distances to nearby galaxies in Sculptor. *Astronomy & Astrophysics*, 404(1):93–111.
- Karachentsev, I. and Kaisina, E. (2013). Star formation properties in the local volume galaxies via H α and far-ultraviolet fluxes. *The Astronomical Journal*, 146(3):46.
- Karttunen, H., Kröger, P., and Oja, H., e. a. (2007). *Fundamental astronomy*. Springer.

- Kayser, S. (1966). *Photometry of the nearby irregular galaxy, NGC 6822*. California Institute of Technology.
- Kepley, A., Wilcots, E., Hunter, D., et al. (2007). A high-resolution study of the HI content of local group dwarf irregular galaxy WLM. *The Astronomical Journal*, 133(5):2242.
- Khademi, M., Yang, Y., Hammer, F., and Nasiri, S. (2021). Kinematical asymmetry in the dwarf irregular galaxy WLM and a perturbed halo potential. *Astronomy & Astrophysics*, 654:A7.
- Lasue, J., Levasseur-Regourd, A., and Renard, J. (2020). Zodiacal light observations and its link with cosmic dust: A review. *Planetary and Space Science*, 190:104973.
- Leavitt, H. and Pickering, E. (1912). Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud. *Harvard College Observatory Circular*, 173:1–3.
- Lee, M. (1993). The distance to nearby galaxy NGC 3109 based on the tip of the red giant branch. *The Astrophysical Journal*, 408:409–415.
- Lee, M., Freedman, W., and Madore, B. (1993). The tip of the red giant branch as a distance indicator for resolved galaxies. *The Astrophysical Journal*, 417:553.
- McAlary, C., Madore, B., McGonegal, R., et al. (1983). The distance to NGC 6822 from infrared photometry of Cepheids. *The Astrophysical Journal*, 273:539–543.
- McConnachie, A. (2012). The observed properties of dwarf galaxies in and around the Local Group. *The Astronomical Journal*, 144(1):4.
- Méndez, B., Davis, M., Moustakas, J., et al. (2002). Deviations from the local Hubble flow. I. The tip of the red giant branch as a distance indicator. *The Astronomical Journal*, 124(1):213.
- Minniti, D., Zijlstra, A., Alonso, M., et al. (1999). The stellar populations of NGC 3109: another dwarf irregular galaxy with a Population II stellar halo. *The Astronomical Journal*, 117(2):881.
- Mouhcine, M., Rich, R., Ferguson, H., et al. (2005). Halos of spiral galaxies. III. Metallicity distributions. *The Astrophysical Journal*, 633(2):828.
- Muschielok, B., Kudritzki, R., Appenzeller, I., et al. (1999). VLT FORS spectra of blue supergiants in the Local Group galaxy NGC 6822. *Astronomy and Astrophysics*, 352:L40–L44.
- Musella, I., Piotto, G., and Capaccioli, M. (1997). On the cepheid variables of nearby galaxies. III. NGC 3109. *The Astronomical Journal*, 114:976.

- Persson, S., Madore, B., Krzemiński, W., et al. (2004). New Cepheid period-luminosity relations for the Large Magellanic Cloud: 92 near-infrared light curves. *The Astronomical Journal*, 128(5):2239.
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Hamuy, M., et al. (2010). The araucaria project: First cepheid distance to the sculptor group galaxy NGC 7793 from variables discovered in a wide-field imaging survey. *The Astronomical Journal*, 140(5):1475.
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Udalski, A., et al. (2004). The Araucaria Project: The Distance to the Local Group Galaxy NGC 6822 from Cepheid Variables Discovered in a Wide-Field Imaging Survey. *The Astronomical Journal*, 128(6):2815.
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Udalski, A., et al. (2006). The araucaria project: A wide-field photometric survey for cepheid variables in NGC 3109. *The Astrophysical Journal*, 648(1):366.
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Udalski, A., et al. (2007). The Araucaria project: The distance to the local group galaxy WLM from Cepheid variables discovered in a wide-field imaging survey. *The Astronomical Journal*, 134(2):594.
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gallenne, A., et al. (2019). A distance to the Large Magellanic Cloud that is precise to one per cent. *Nature*, 567(7747):200–203.
- Plummer, H. (1920). On the nature of short-period variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 80:496.
- Read, J., Iorio, G., Agertz, O., et al. (2016). Understanding the shape and diversity of dwarf galaxy rotation curves in Λ CDM. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462(4):3628–3645.
- Rejkuba, M., Minniti, D., Gregg, M., et al. (2000). Deep Hubble Space Telescope STIS color-magnitude diagrams of the dwarf irregular galaxy WLM: Detection of the horizontal branch. *The Astronomical Journal*, 120(2):801.
- Ribas, I., Fitzpatrick, E., Maloney, F., et al. (2002). Fundamental properties and distances of Large Magellanic Cloud eclipsing binaries. III. EROS 1044. *The Astrophysical Journal*, 574(2):771.
- Rizzi, L., Bresolin, F., Kudritzki, R., et al. (2006). The Araucaria project: the distance to NGC 300 from the red giant branch tip using HST ACS imaging. *The Astrophysical Journal*, 638(2):766.
- Romaniello, M., Primas, F., Mottini, M., et al. (2009). The Dependency of the Cepheid Period-Luminosity Relation on Chemical Composition. In *AIP Conference Proceedings*, volume 1170, pages 99–101. American Institute of Physics.

- Russell, H. and Shapley, H. (1914). On the distribution of eclipsing variable stars in space. *The Astrophysical Journal*, 40.
- Sandage, A. and Carlson, G. (1988). The brightest stars in nearby galaxies. VIII-Cepheids and bright stars in NGC 3109. *The Astronomical Journal*, 96:1599–1613.
- Savage, B. and Mathis, J. (1979). Observed properties of interstellar dust. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 17:73–111.
- Schlaafy, E. and Finkbeiner, D. (2011). Measuring reddening with Sloan Digital Sky Survey stellar spectra and recalibrating SFD. *The Astrophysical Journal*, 737(2):103.
- Schlegel, D., Finkbeiner, D., and Davis, M. (1998). Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. *The Astrophysical Journal*, 500(2):525.
- Shobbrook, R. and Robinson, B. (1967). 21 cm observations of NGC 300. *Australian Journal of Physics*, 20(2):131–146.
- Soszyński, I., Gieren, W., P. G., et al. (2006). The Araucaria Project: distance to the Local Group galaxy NGC 3109 from near-infrared photometry of Cepheids. *The Astrophysical Journal*, 648(1):375.
- Tammann, G., Sandage, A., and Reindl, B. (2003). New period-luminosity and period-color relations of classical Cepheids: I. Cepheids in the Galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 404(2):423–448.
- Tosi, M., Focardi, P., Greggio, L., et al. (1989). Star formation in dwarf irregular galaxies. *The Messenger*, 57:57–60.
- Tully, R., Rizzi, L., Dolphin, A., et al. (2006). Associations of dwarf galaxies. *The Astronomical Journal*, 132(2):729.
- Tully, R., Rizzi, L., Shaya, E., et al. (2009). The extragalactic distance database. *The Astronomical Journal*, 138(2):323.
- Udalski, A. (2000). The optical gravitational lensing experiment. Stellar distance indicators in the Magellanic Clouds and constraints on the Magellanic Cloud distance scale. *arXiv preprint astro-ph/0010151*.
- Van den Bergh, S. (1994). The outer fringes of the local group. *The Astronomical Journal*, 107:1328–1332.
- Venn, K., Lennon, D., Kaufer, A., et al. (2001). First stellar abundances in NGC 6822 from VLT-UVES and Keck-HIRES spectroscopy. *The Astrophysical Journal*, 547(2):765.

- Zgirski, B., Gieren, W., Pietrzyński, G., et al. (2017). The Araucaria Project. The distance to the Sculptor group galaxy NGC 7793 from near-infrared photometry of Cepheid variables. *The Astrophysical Journal*, 847(2):88.