

Trabajo Fin de Máster

Testeo de la calibración de estrellas Cefeidas con la metalicidad en las galaxias del proyecto SH0ES

Sara Muñoz Torres

Febrero de 2022



**UNIVERSIDAD
DE GRANADA**

Tutor: Lluís Galbany González
*Departamento de Física Teórica y del Cosmos
Universidad de Granada*

Resumen

Una de las mayores controversias a las que se enfrenta la astrofísica actualmente es la llamada Tensión de Hubble. Y es que aún no se ha podido determinar el valor del ritmo de expansión del universo, o constante de Hubble, H_0 , de manera consensuada.

Por un lado, se tiene el valor obtenido por el proyecto SH0ES midiendo distancias Cefeidas, $H_0 = 74.03 \pm 1.42 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, y por otro lado el determinado por la colaboración Planck mediante el fondo cósmico de microondas, $H_0 = 67.44 \pm 0.58 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, lo que significa que existe una diferencia de $4,3 \sigma$ entre ambos resultados. Más aún, a lo largo de los años, estas medidas han ido distanciándose entre sí, cuando lo esperado al mejorar los estudios es que tiendan a, al menos, estar dentro del rango de incertidumbre la una de la otra. Es tal la controversia, que el debate abierto entorno a esta plantea incluso la posibilidad de nueva física.

Así pues, dada la importancia de la situación, en este trabajo se va a tratar de colaborar en la resolución de esta. Para ello se va a comprobar la determinación de las metalicidades de estrellas Cefeidas empleadas por el proyecto SH0ES en su cálculo de la constante de Hubble. El motivo de esta propuesta es que en dicho proyecto no se hallan las metalicidades de forma directa, midiendo la abundancia de oxígeno en las regiones de estas estrellas, si no que se estiman a partir de gradientes obtenidos por observaciones en las galaxias anfitrionas. Por lo tanto, dado que la metalicidad de las Cefeidas es una de las variables que contribuyen a la incertidumbre del cálculo de H_0 , se va a comprobar si este método puede ser adecuado, o si por el contrario necesita replantearse.

Palabras clave: Cefeidas, espectros, galaxias, metalicidad, SH0ES

Índice

1	Introducción	5
1.1	La Ley de Hubble-Lemaître	5
1.2	Determinación de la constante de Hubble	6
1.2.1	Proyecto SH0ES	6
1.2.2	Colaboración Planck	9
1.3	El problema de la constante de Hubble	10
1.4	Objetivos y justificación del trabajo	12
2	Descripción de los datos empleados	12
2.1	PISCO: observaciones IFS de galaxias con supernovas	12
2.2	Especificaciones	14
2.2.1	Instrumento PMAS	14
2.2.2	Observaciones	14
3	Metodología	15
3.1	Extracción de los espectros en las posiciones de las Cefeidas	16
3.2	Corrección de la extinción de la Vía Láctea y del corrimiento al rojo	18
3.3	Síntesis de espectros empleando el código Starlight	20
3.4	Determinación de los flujos de H_{β} , H_{α} , OIII ₅₀₀₇ y NII ₆₅₈₃	21
3.4.1	Ajustes gaussianos de las líneas de emisión	21
3.4.2	Estimación y corrección de la extinción de la galaxia anfitriona	24
3.5	Calculo de las metalicidades	26
4	Resultados	27
5	Discusión	32
5.1	Metalicidades obtenidas en este trabajo	33
5.2	Comparación con el proyecto SH0ES	35
5.2.1	Determinación de metalicidades en el proyecto SH0ES	36
5.2.2	Relación entre metalicidades	38
6	Conclusiones	43

6.1 Trabajo futuro	43
Referencias	44

1 Introducción

El universo se expande de forma acelerada [1][2], lo cual hace que la distancia entre objetos astronómicos, como cúmulos de galaxias, sea cada vez mayor. Para visualizar este hecho se pueden pintar dos o más puntos, que serían los objetos astronómicos, en un globo deshinchado, que representaría el universo, e inflarlo. Se observará que, al estirarse la superficie del globo, los puntos están cada vez más alejados unos de otros, es decir, ha aumentado la distancia entre ellos. Una consecuencia de esta expansión es que la luz que nos llega de otros objetos ha recorrido más espacio del que existía cuando fue emitida o reflejada, y esto provoca que la radiación electromagnética incremente su longitud de onda, lo que se denomina como corrimiento hacia el rojo, z , ya que en el rango visible las longitudes de onda mayores se corresponden al rojo, y se determina tal que,

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{em}}{\lambda_{em}}, \quad (1.1)$$

donde λ_{obs} y λ_{em} son la longitud de onda observada y emitida respectivamente.

1.1 La Ley de Hubble-Lemaître

Edwin Hubble, en el año 1929, descubrió que este corrimiento al rojo dependía de la distancia a la que se encontrara el cuerpo, D , siendo mayor cuanto más alejado del observador estuviera el objeto en cuestión [3]. Así, determinó la Ley de Hubble-Lemaître¹,

$$z = \frac{H_0}{c} D, \quad (1.2)$$

siendo c la velocidad de la luz y H_0 la constante de Hubble, que es el ritmo de expansión actual del universo.

Ahora bien, el universo se expande de forma acelerada, por lo que esta velocidad no ha sido siempre la misma, si no que tiene una cierta dependencia temporal según modelos cosmológicos relativistas. Así, se diferencia entre el parámetro de Hubble, $H(z)$, que es el ritmo de expansión en cualquier lugar del mismo instante en un espacio homogéneo e isotrópico, y la constante de Hubble, $H(z = 0) = H_0$, que es el ritmo de expansión actual [4]. Asimismo, el hecho de que z dependa de la distancia y que cuanto más lejos se observa

¹Anteriormente llamada solo Ley de Hubble, pero debido a que el astrónomo y sacerdote George Lemaître también contribuyó a estos resultados, aunque pasando desapercibido, en 2018 los miembros de la Unión Astronómica Internacional (IAU por sus siglas en inglés) votaron en su mayoría a favor de renombrar la ley para dar el crédito correspondiente a Lemaître.

más atrás en el tiempo se está mirando, ya que la luz que se emite tarda más tiempo en llegar, nos permite diferenciar entre universo tardío y universo temprano en función de z . El universo tardío hace referencia a los objetos más cercanos, cuyo valor de z es bajo, mientras que el universo temprano se corresponde con los primeros instantes de tiempo, y se relaciona con valores de z altos.

1.2 Determinación de la constante de Hubble

El mismo Edwin Hubble hizo una determinación de la constante de Hubble empleando medidas de velocidades de galaxias determinadas por Slipher [5] y estimaciones de distancias con Cefeidas realizadas por Henrietta Leavitt. Hubble consideró objetos con z pequeño, para los cuales la velocidad de recesión se puede expresar como $v = cz$, obteniéndose la relación velocidad-distancia $v = H_0 D$, que lo llevó a hallar un valor de $H_0 \simeq 500 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ [6]. Esto indica que un objeto que se encuentre a 1 Mpc de distancia se está alejando a una velocidad de 500 km s^{-1} . Sin embargo, este valor está lejos del que se está determinando hoy en día.

Actualmente existen, y se están desarrollando, numerosas formas de determinar el valor de la constante de Hubble, pero generalmente se emplean dos métodos: uno de forma local para valores de z pequeños, mediante la escala de distancias cósmicas (geométricas, Cefeidas y supernovas de tipo Ia), y otro para valores de z altos, utilizando las observaciones del fondo cósmico de microondas. Ambos tratan de extrapolar a $z = 0$ el valor obtenido, siendo mucho más abrupta la extrapolación del segundo método, a pesar de tener un error menor [7].

1.2.1 Proyecto SH0ES

El proyecto SH0ES, liderado por el Nobel Adam Riess, se encarga de determinar la constante de Hubble por este primer método, en el cual se hallan las distancias a la que se encuentran ciertas galaxias. Para ello se emplean estrellas Cefeidas y supernovas Ia (SN Ia), cuyo brillo se puede estandarizar, por lo que sirven para medir distancias. Esto es, teniendo en cuenta que las magnitudes aparente, m , y absoluta, M , se relacionan con la distancia como $m - M \equiv 5 \log D + 25$, se emplean estrellas Cefeidas cercanas, cuyas distancias se pueden determinar por métodos geométricos, para así calibrar M . Dichas distancias se determinan gracias al paralaje de las estrellas, que es el cambio de posición que se observa en el cielo cuando la Tierra se encuentra en un extremo y otro de su órbita alrededor del Sol.

De esta manera, se puede a su vez calibrar el brillo de estrellas Cefeidas más lejanas, para las cuales no es posible medir el paralaje, situadas en galaxias donde también se hallen SN Ia, con el fin de calibrar igualmente estas.

Los datos utilizados por este proyecto han sido obtenidos mediante observaciones con el Telescopio Espacial Hubble (HST), empleando la Wide Field Camera 3 (WFC3) [8].

Por un lado, las estrellas Cefeidas son estrellas variables, es decir, varían su luminosidad en el tiempo de forma periódica. Están caracterizadas por la relación período-luminosidad (P-L), descubierta en 1912 por Henrietta Leavitt, que establece que a mayor período de pulsación mayor luminosidad absoluta tiene la estrella. En el proyecto SH0ES, la ecuación de estandarización P-L empleada es [9],

$$m_{W,ij} = \mu_{0,i} + M_W + b_W \log P_{ij} + Z_W \Delta \log [\text{O}/\text{H}]_{ij}, \quad (1.3)$$

donde $m_{W,ij}$ que se refiere a la magnitud aparente sin enrojecimiento, o magnitud de Wesenheit², de la j -ésima Cefeida en la i -ésima galaxia, siendo el subíndice del módulo de distancia referente a que el valor es corregido de enrojecimiento. Por otro lado, M_W es la magnitud absoluta de Wesenheit estandarizada para una Cefeida de periodo de 1 día y metalicidad solar, que se determina empleando objetos astronómicos de referencia, como la galaxia NGC 4258, los parámetros b_W y Z_W son estimados al minimizar χ^2 en el ajuste de los datos y definen la relación entre el periodo, la metalicidad y la luminosidad de las Cefeidas, P_{ij} es el periodo y $\Delta \log [\text{O}/\text{H}]_{ij}$ la diferencia de metalicidad de cada Cefeida, que ha sido estimada a partir de las posiciones de las Cefeidas y de gradientes de metalicidad de regiones de HII obtenidos con el telescopio Keck-I 10m [10], con la metalicidad en la Gran Nube de Magallanes.

Por otro lado, las (SN Ia) son explosiones de muy alta luminosidad generadas por una enana blanca en un sistema binario. La enana blanca absorbe materia de la estrella compañera de manera que si alcanza una masa crítica se produce una explosión termonuclear. La explosión resultante es tan brillante como la galaxia anfitriona, por lo que estos objetos se pueden medir bien a distancias muy grandes. Para usar las SN Ia como indicadores de distancia se han de estandarizar antes mediante la relación de Philips, que relaciona la forma de la curva de luz con la luminosidad [11], y una relación de brillo con el color [12].

²La magnitud Wesenheit se define como $m_W = m_H - R(V - I)$, donde $H = F160W$, $V = F555W$ y $I = F814W$ son filtros del HST, y $R \equiv A_H / (A_V - A_I)$ el parámetro de caracterización de la extinción.

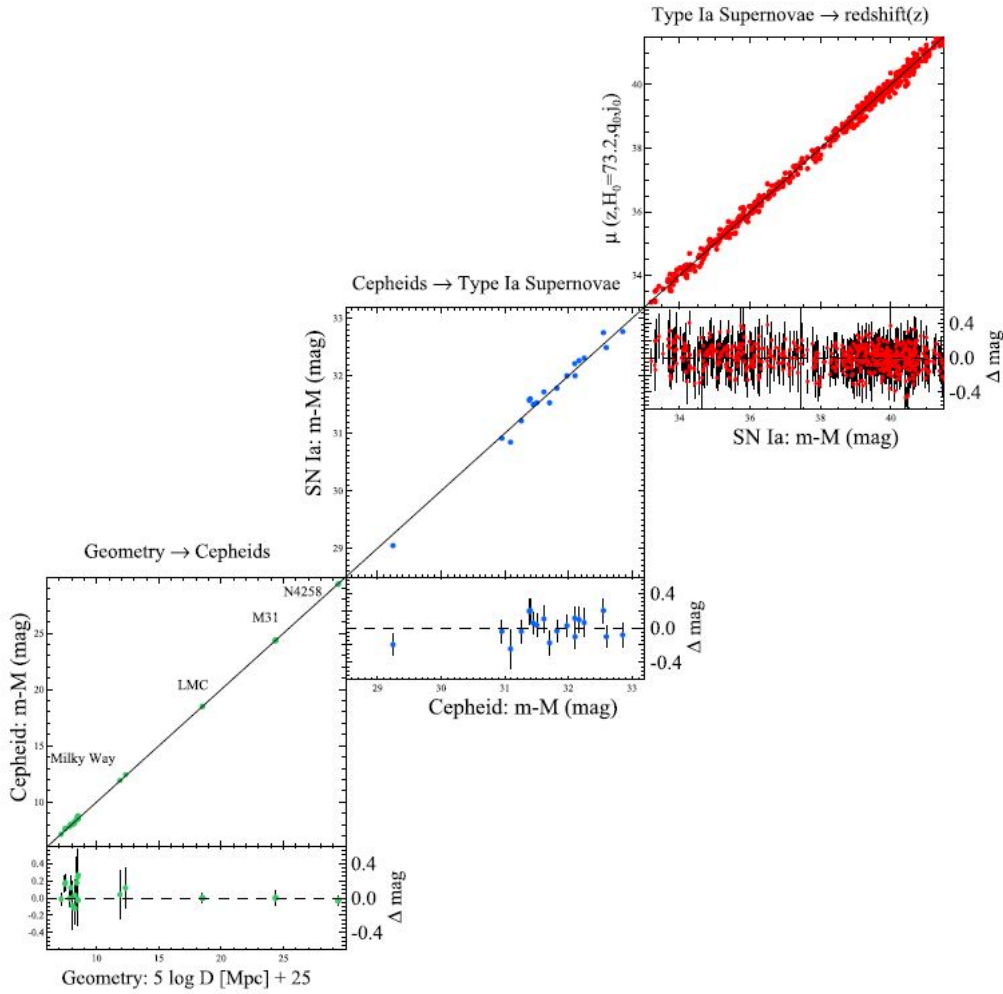


Figura 1: Escalera de distancias empleada en la determinación de H_0 del proyecto SH0ES. En el primer escalón se tienen las calibraciones de Cefeidas con determinaciones para objetos cercanos, cuya distancia puede obtenerse por métodos geométricos como es el paralaje, mientras que en el segundo escalón se calibran las SN Ia con Cefeidas y en el último escalón las SN Ia con z . El método consiste en que mediante la distancia, geométrica o calibrada, del eje x, se calibre un indicador de distancia en el eje y, que a su vez se emplea en el siguiente escalón como eje x. Imagen tomada de [8].

De esta manera, la escalera de distancias, que es la que se puede ver en la Figura 1, se forma con las medidas de distancias de estos objetos junto con otros, denominados anclajes, que son un megamaser en NGC 4258, binarias eclipsantes en M31 y en la Gran Nube de Magallanes (LMC) y Cefeidas de la Vía Láctea. El inconveniente de este método es que las incertidumbres se van arrastrando a medida que se avanza en la escalera, de manera que las medidas relativas a distancias más grandes tienen una mayor incertidumbre.

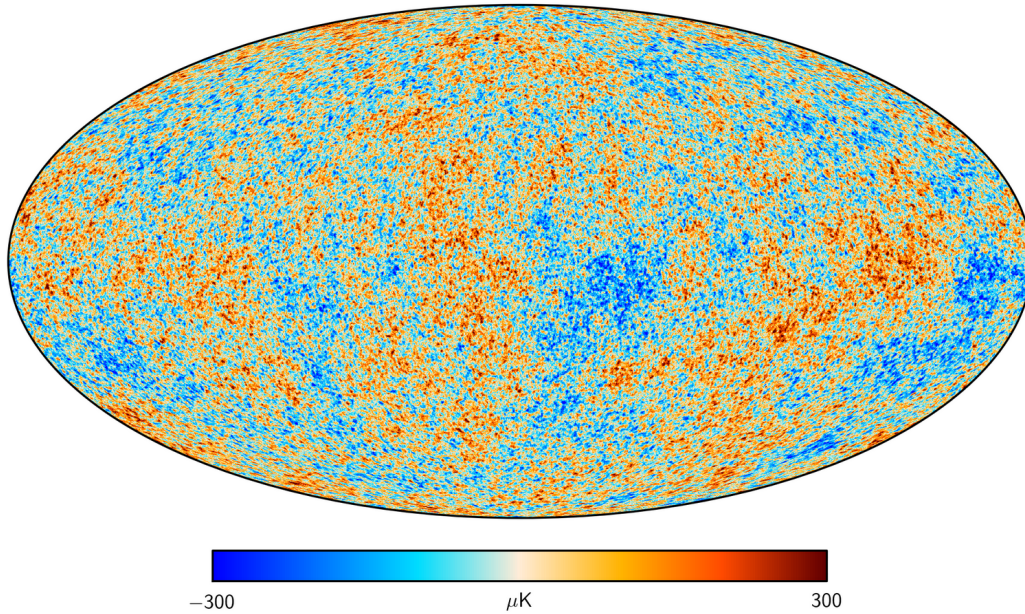


Figura 2: Imagen de la radiación de fondo de microondas obtenida por el satélite Planck. La escala de color representa las diferencias de temperatura en las distintas zonas, siendo las regiones con un rojo más oscuro las más calientes y las representadas por un azul más intenso las correspondientes a las temperaturas más bajas. Créditos: *ESA and the Planck Collaboration*.

1.2.2 Colaboración Planck

El segundo método, llevado a cabo por la colaboración Planck mediante datos cosmológicos, consiste en medir ciertas características del fondo cósmico de microondas (CMB por sus siglas en inglés).

El CMB, descubierto en 1965 por A. Penzias y B. Wilson, es la primera “fotografía” que tenemos del universo, equivalente a $z \sim 10^3$ [13]. Se trata de los fotones que escaparon en la época de la recombinación, durante la cual se formaron los primeros átomos estables. Estos fotones comenzaron a moverse libremente por el Universo con una energía de 0.25 eV, y, siendo esta insuficiente para ionizar átomos dado que la energía mínima de ionización es de 13.6 eV, no encontraron obstáculos en su camino hasta nosotros.

En la Figura 2 se muestra el mapa de radiación de fondo de microondas, en el cual se representa con una escala de color la temperatura de los fotones: las zonas de menor temperatura se muestran en azul y las de mayor en rojo. Sin embargo, las diferencias son mínimas, ya que, siendo la media de la temperatura de aproximadamente 2.7 K [14], las

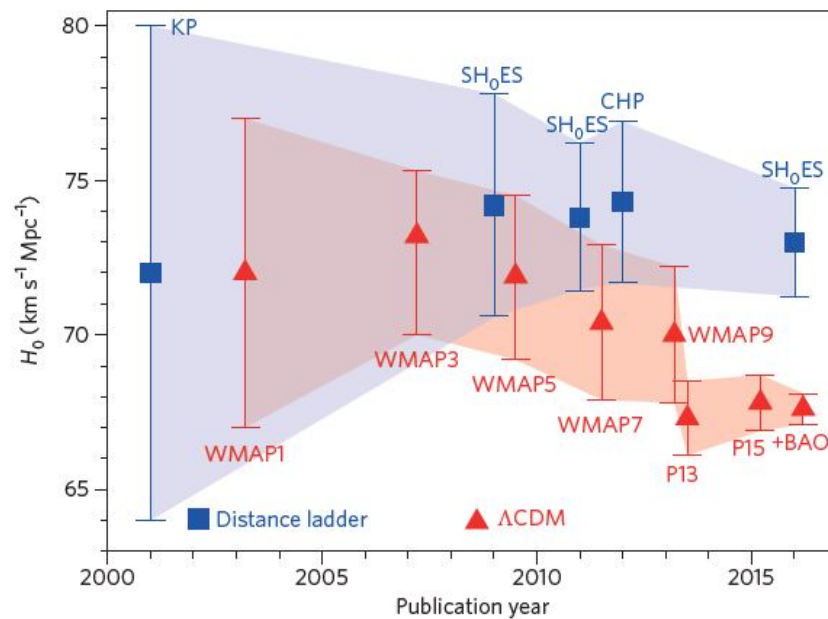


Figura 3: Representación de los valores de H_0 determinados a lo largo de los años. En azul los obtenidos por el proyecto SH0ES y en rojo por la colaboración Planck. El sombreado representa la incertidumbre de las medidas. Imagen tomada de [7].

zonas más frías y más calientes están a aproximadamente $300 \mu\text{K}$ por encima y por debajo de la media, respectivamente. Así que, aunque el universo a gran escala es homogéneo e isótropo, se encuentran pequeñas fluctuaciones, llamadas anisotropías, las cuales fueron observadas por primera vez por el satélite Cosmic Background Explorer (COBE) [15].

La colaboración Planck utiliza el satélite Planck, aunque anteriormente se empleó la sonda WMAP, para medir esas anisotropías del CMB y realizar ajustes estadísticos mediante los cuales se estiman los parámetros del modelo cosmológico ΔCDM . Para este modelo teórico se toman como hipótesis que el universo es plano, es decir, que la densidad de energía total del universo es $\Omega = 1$, y se consideran seis parámetros básicos, entre ellos, el parámetro de Hubble. Sin embargo, la constante de Hubble no se mide directamente de las anisotropías, sino que ha de ser inferida a partir de otros parámetros [13].

1.3 El problema de la constante de Hubble

En la Figura 3 se puede apreciar como los valores de H_0 obtenidos a lo largo de los años por los citados métodos han ido separándose cada vez más, hasta el punto de que, actualmente, ni siquiera se encuentran uno dentro del rango de incertidumbre del otro.

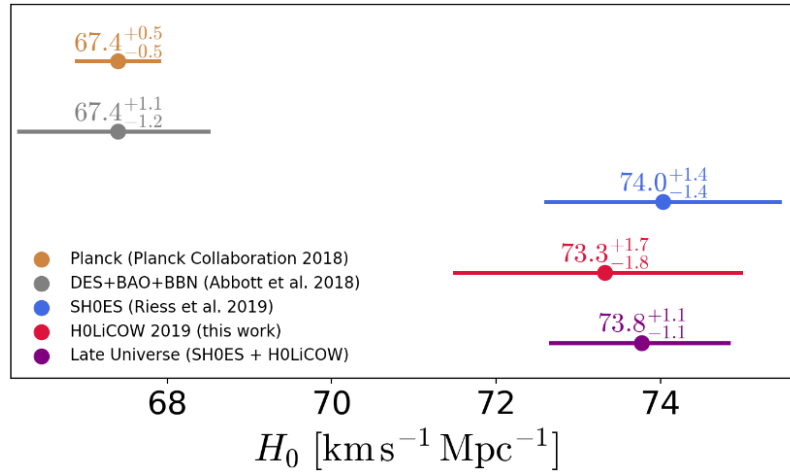


Figura 4: Valores de H_0 determinados por distintos métodos. Por un lado se tienen los resultados obtenidos a alto z : en naranja el valor obtenido por la colaboración Planck y en gris por la combinación de los resultados de Dark Energy Survey (DES), de Baryion Acoustic Oscillations (BAO) y de experimentos de núcleo síntesis del Big Bang (BBN). Por otro lado, se muestran los obtenidos a bajo z : en azul el obtenido por el proyecto SH0ES y en rojo por H0LiCOW, así como una combinación de ambos en morado. Imagen tomada de [21].

Las estimaciones más actuales de H_0 que han sido determinados por estos dos métodos son un valor de $H_0 = 74,03 \pm 1,42 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ³ [16] por el proyecto SH0ES, y un valor de $H_0 = 67,44 \pm 0,58 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ dado por la colaboración Planck [17], lo cual se traduce en una discrepancia de $4,3 \sigma$ [18]. Y en esta diferencia se encuentra una de las controversias actuales a las que se enfrenta la física: la tensión en la constante de Hubble.

Sin embargo, estos dos no son los únicos métodos para determinar H_0 . Existen métodos de universo lejano, como las oscilaciones bariónicas acústicas (BAO), y métodos de universo cercano, como H0LiCOW, que emplea cuásares observados por lentes gravitacionales, mediante los cuales quizás se pueda arrojar algo más de luz a este problema. En la Figura 4 se aprecian algunos de los valores determinados por distintos métodos, junto con las respectivas incertidumbres.

³Recientemente, en diciembre del 2021, el proyecto SH0ES ha sacado una nueva estimación de la constante de Hubble de $H_0 = 73,04 \pm 1,04 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ [19], sin embargo este trabajo se basa en las galaxias de la investigación publicada en 2016 [8]

1.4 Objetivos y justificación del trabajo

Dada la tensión existente alrededor de la medición de la constante de Hubble, con este trabajo se pretende testear la calibración de las estrellas Cefeidas con la metalicidad, la cual aparece en la ecuación 1.3, en las galaxias del proyecto SH0ES, debido a que una de las posibles medidas a tomar para reducir la discrepancia entre los valores medidos de H_0 es refinar la calibración de las Cefeidas teniendo en cuenta su metalicidad, ya que en el trabajo original no se midió dicha magnitud de forma directa.

La metalicidad de una estrella es la abundancia relativa de elementos que no son helio o hidrógeno, la cual en este trabajo será calculada de forma directa a partir de la abundancia del oxígeno en las posiciones de las Cefeidas utilizando la calibración de Pettini & Pagel 2004 (PP04) [20].

Así, se trabajará con 66 Cefeidas en 5 galaxias diferentes de las 19 galaxias que se emplearon en el proyecto SH0ES, con un total de 1566 Cefeidas, con el fin de determinar la metalicidad de cada una de ellas y compararlas con las utilizadas en el proyecto SH0ES para la determinación de la constante de Hubble en [8].

2 Descripción de los datos empleados

En el proyecto SH0ES se usó la Wide Field Camera 3 (WFC3) del HST para realizar una serie de observaciones de estrellas Cefeidas en un total de 19 galaxias [8]. En este trabajo se han empleado datos de 5 de esas galaxias -NGC 3021, NGC 3972, NGC 3982, NGC 7250 y UGC 9391-, tomadas con el instrumento PMAS ubicado en el telescopio de 3.5m del Centro Astronómico Hispano-Alemán (CAHA). En la Figura 5 se muestran estas cinco galaxias, con las posiciones de las Cefeidas marcadas: en verde las que se han analizado en este trabajo y en rojo el resto de Cefeidas del proyecto SH0ES en estas galaxias, que no se han podido emplear por quedar fuera del campo de visión de nuestro instrumento.

2.1 PISCO: observaciones IFS de galaxias con supernovas

Los datos empleados en este trabajo provienen de PISCO (PMAS/PPak Integral-field Supernova hosts COmpilation), que agrupa observaciones con espectroscopía de campo integral (IFS por sus siglas en ingles) de numerosas galaxias que hospedan supernovas. En total son 357 galaxias en las que se encuentran 425 supernovas (SNe) [22]. Las observa-

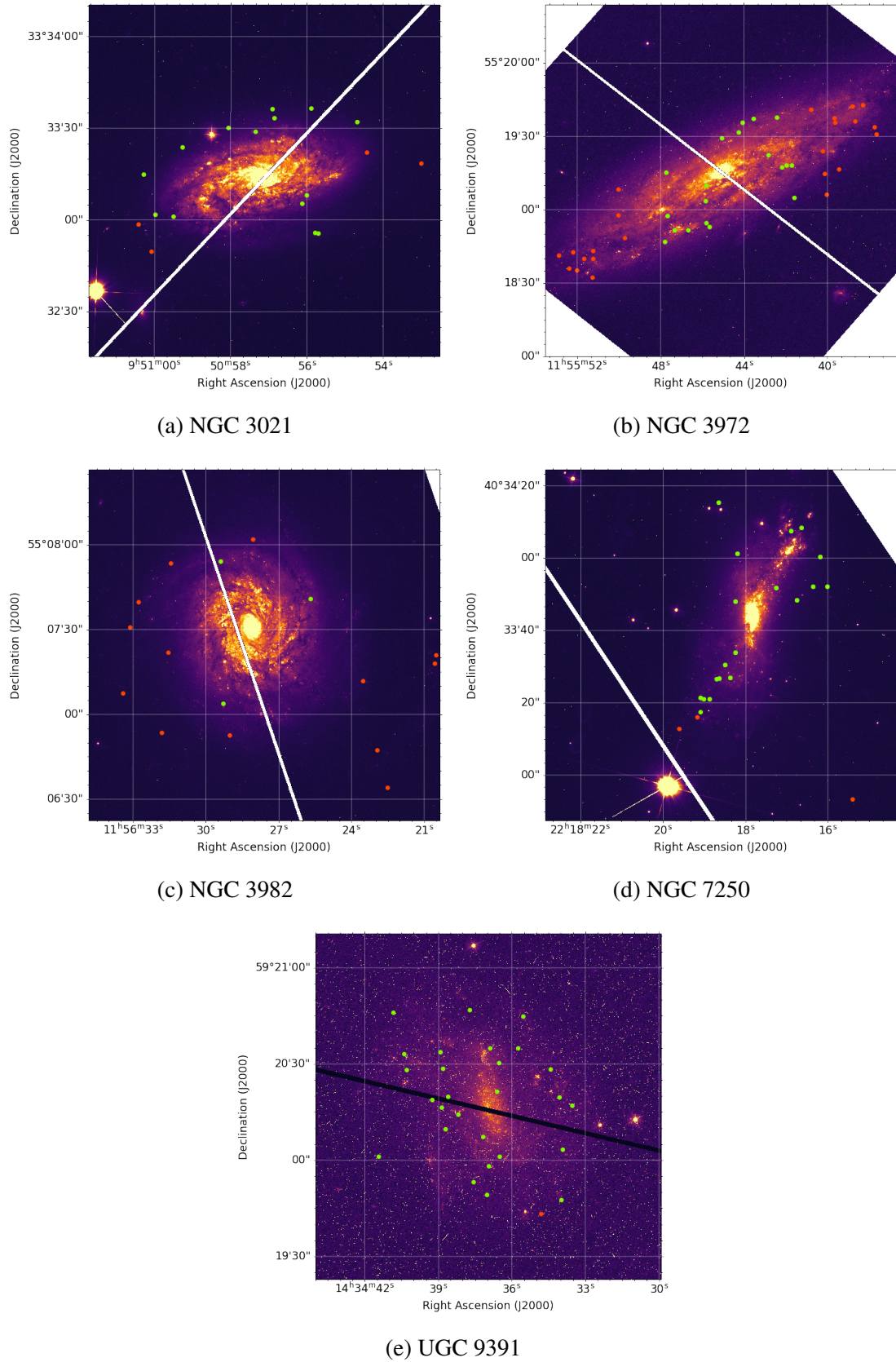


Figura 5: Imágenes del Hubble Space Telescope de las galaxias empleadas. Las posiciones de las Cefeidas se muestran en puntos rojos y verdes, siendo los verdes representativos de las posiciones empleadas en este trabajo, y los rojos de las del resto de Cefeidas del proyecto SH0ES que no entran dentro del campo de visión de PMAS.

ciones se han llevado a cabo empleando el instrumento PMAS (Potsdam MultiAperture Spectrophotometer) [23], en el modo PPak (PMAS fiber Package) [24].

2.2 Especificaciones

2.2.1 Instrumento PMAS

El instrumento PMAS, que se puede apreciar en la Figura 6, es un espectrómetro de campo integral que cubre las longitudes de onda desde $0.35\mu\text{m}$ hasta $1\mu\text{m}$. Fue desarrollado por el Instituto de Astrofísica de Potsdam (AIP) como un instrumento móvil inicialmente, aunque al final fue colocado en el foco Cassegrain del telescopio de 3.5m del Observatorio de Calar Alto [23], también mostrado en la Figura 6. Por otro lado, la PPak, igualmente producida por el AIP, es una Unidad de Campo Integral (IFU por sus siglas en inglés), que consiste, como se puede observar en la Figura 6, en un haz de 382 fibras, con un diámetro de $2.7''$ cada una: 331 son fibras de objeto, 36 fibras de cielo y 15 fibras de calibración. Esta IFU se instaló en PMAS para, entre otras cosas, aumentar el campo de visión (FoV) del instrumento. Dicho campo de visión cubre una área del cielo hexagonal de $64'' \times 74''$ [24].

2.2.2 Observaciones

Para todas las observaciones realizadas en PISCO se ha empleado la rejilla V500, que tiene 500 líneas mm^{-1} y cubre el rango desde 3750 hasta 7300 Å con una resolución de $\sim 6\text{Å}$. Aunque también se ha empleado para la mayoría de las observaciones la rejilla V1200, con 1200 líneas mm^{-1} que cubre, con una resolución de $\sim 2.7\text{Å}$, el rango de 3400 hasta 4750 Å [22]. Aquellas que se observaron con ambas rejillas se analizaron de forma combinada. Además, cada galaxia fue observada en tres exposiciones de 900 s, o 1200 s para objetos más débiles de $r \sim 16$ mag, siendo la segunda y tercera observación desplazadas de la primera $\Delta(\text{RA}, \text{DEC}) = (-5.22, -4.48)$ y $\Delta(\text{RA}, \text{DEC}) = (-5.22, +4.48)$ arcsec con el fin de cubrir el 100% del FoV de $\sim 1.3 \text{ arcmin}^2$ con $1'' \times 1''$ píxeles, lo cual se corresponde a ~ 4000 espectros por objeto [22].

Como resultado se obtienen cubos de datos almacenados en formato FITS. En ellos se encuentran los flujos y errores observados en cada posición del campo en distintas capas que se corresponden con las longitudes de onda observadas, así como una cabecera o *header* con información relativa a la observación.

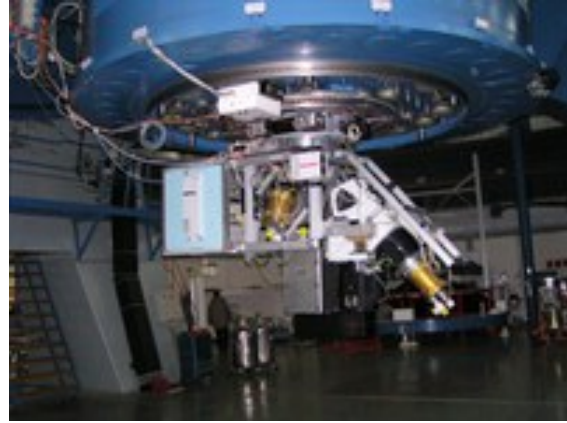
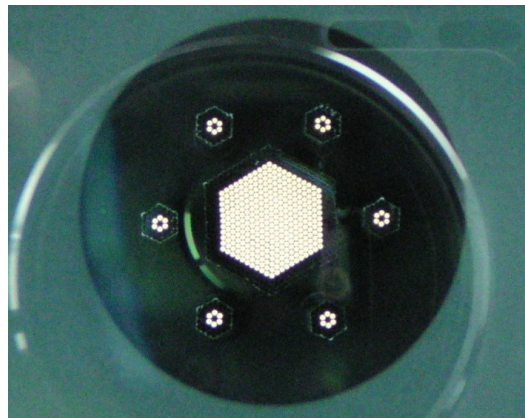
(a) Créditos: *P. Amado/M. Azzaro - IAA/CSIC*(b) Créditos: *CAHA*(c) Créditos: *CAHA*

Figura 6: Arriba la izquierda, Figura 6a, el telescopio de 3.5 m situado en el Observatorio de Calar Alto, a la derecha, Figura 6b, el instrumento PMAS. Abajo, Figura 6c, la IFU Ppak, donde el hexágono central está formado por las fibras de objeto y los seis hexágonos que lo rodean por las de cielo.

3 Metodología

A continuación se va a describir el proceso que se ha llevado a cabo en este trabajo, el cual se ha desarrollado mediante el lenguaje de programación Python. Los códigos escritos se puede encontrar en GitHub⁴, siendo los destinados a determinar la metalicidad individuales para cada galaxia. En la escritura de esta sección se tomará la galaxia NGC 3021 como referencia.

⁴<https://github.com/HOSTFLOWS/TFM-IFScepheids>

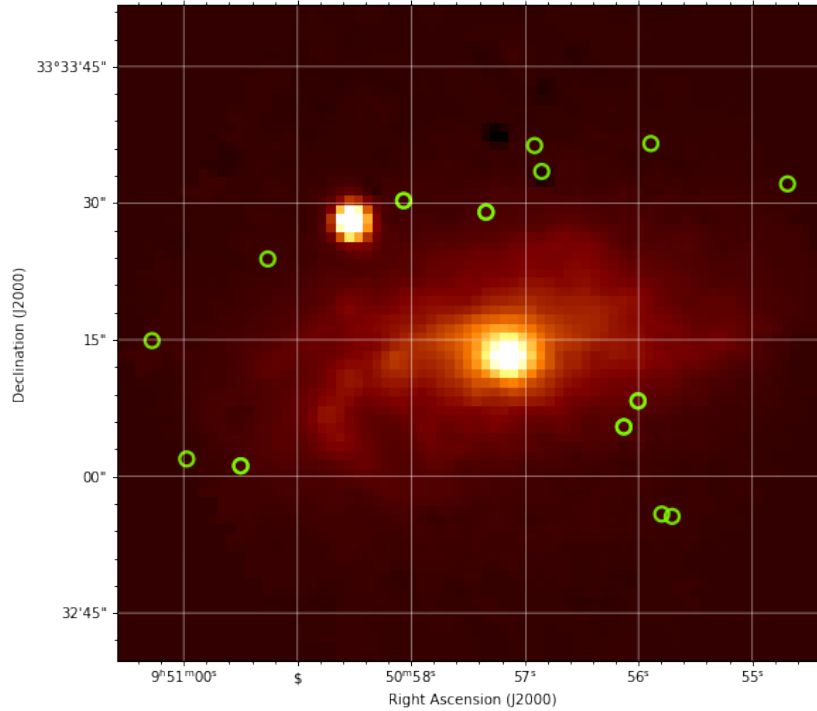


Figura 7: Imagen obtenida a partir del cubo de datos de PMAS de la galaxia NGC 3021, en la capa correspondiente a la longitud de onda de $H\alpha$. Los círculos en verde representan las posiciones de las Cefeidas encontradas dentro del campo de visión, y que se van a considerar en este trabajo.

El objetivo final es determinar la metalicidad en las posiciones de las estrellas Cefeidas que se utilizaron en el proyecto SH0ES, con el fin de realizar un estudio comparativo entre ambos métodos de determinación de metalicidades. Para ello se ha de obtener el espectro en dichas posiciones, corregido tanto de extinción de la Vía Láctea como de corrimiento al rojo, para poder medir los flujos de ciertas líneas de emisión y con ellos corregir de la extinción local de la Cefeida y calcular la metalicidad con la calibración PP04 [20].

3.1 Extracción de los espectros en las posiciones de las Cefeidas

Para poder obtener los espectros de las regiones donde se hallan las Cefeidas primero se ha de obtener las posiciones de dichas estrellas. Estas se encuentran en coordenadas de ascensión recta y declinación en un archivo del proyecto SH0ES, por lo que hay que leer dicho documento y pasarlas a píxeles de nuestro cubo. La transformación entre píxeles y coordenadas es posible gracias a la información que se encuentra en la cabecera del archivo FITS.

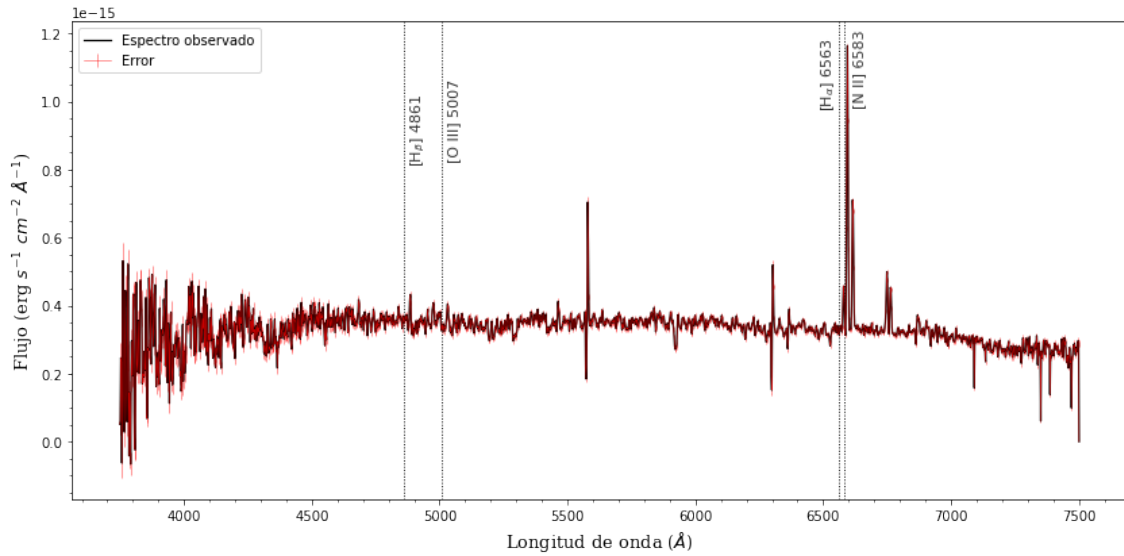


Figura 8: Espectro observado en una de las posiciones de Cefeidas de la galaxia NGC 3021 (negro) con los correspondientes errores (rojo). Las líneas de puntos verticales señalan las longitudes de onda de las líneas de emisión, en el sistema de referencia en reposo, a las que se pretende medir el flujo.

Una vez obtenidas las posiciones en píxeles de todas las Cefeidas del proyecto SH0ES se han de eliminar aquellas que quedan fuera del campo de visión de nuestras observaciones, teniendo en cuenta además que se ha establecido una apertura circular de 2.5 píxeles de radio para la fotometría, ya que es la media de la función de dispersión de punto instrumental [25]. Tras esto, de 18 posiciones que se tienen en el proyecto SH0ES para esta galaxia nos hemos quedado con 14⁵. En la Figura 7 se muestra la galaxia junto con las posiciones de las Cefeidas para la longitud de onda correspondiente a H_{α} de nuestro archivo FITS.

Finalmente se procede a realizar la fotometría mediante *Photutils* [26] para la apertura circular anteriormente nombrada, con lo que se obtienen espectros como el que se puede apreciar en la Figura 8, que se corresponde con una de las posiciones de Cefeidas analizadas. Se observa que las líneas de emisión que se han representado no coinciden con los picos del espectro. Esto es porque las líneas de emisión están en el sistema de referencia en reposo, y el espectro observado ha de ser corregido con el fin de obtener el realmente emitido por la estrella, correspondiente al reposo, en el cuál sí deberían de coincidir los picos con las líneas de emisión. En el siguiente apartado se abordará esta cuestión.

⁵Para el resto de galaxias se obtienen: 19/42 para NGC 3971, 3/16 para NGC 3982, 19/22 para NGC 7250 y 27/28 para UGC 9391

3.2 Corrección de la extinción de la Vía Láctea y del corrimiento al rojo

La radiación electromagnética que emite un objeto se ve modificada por procesos de absorción y dispersión debido a la materia, como el polvo interestelar, que pueda haber entre el emisor y el receptor de dicha radiación. Este efecto, llamado extinción, se aprecia al observar la magnitud aparente de los objetos,

$$A_V = m - m_0, \quad (3.1)$$

siendo A_V el coeficiente de extinción en la banda V y m y m_0 la magnitud aparente con y sin extinción respectivamente [27]. La extinción depende de la longitud de onda y es mayor cuanto menor es esta, de modo que los objetos tienen a parecer más rojos de lo que realmente son. Este enrojecimiento se puede describir por el exceso de color que es la diferencia entre el índice de color observado y el intrínseco, el cual se determina empleando una estrella cercana del mismo tipo espectral y sin enrojecimiento [28]. Normalmente se utilizan las bandas fotométricas B y V, para expresar el índice de color, que se determina restando la magnitud V de la B, por lo que se describe el exceso de color como,

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0. \quad (3.2)$$

Esta magnitud es además proporcional al coeficiente de extinción, por lo que se suele expresar en términos del factor de proporcionalidad R_V ,

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)}. \quad (3.3)$$

El factor R_V varía entre 2.2 y 5.8 en la Vía Láctea, dependiendo de la línea de visión, ya que no se encuentra la misma densidad de materia en todas direcciones, pero se tiene un valor medio de ~ 3.1 para el medio interestelar difuso de la Vía Láctea [29].

Adicionalmente, teniendo en cuenta que la magnitud aparente y el flujo, F , se relacionan como,

$$m = -2.5 \log(F), \quad (3.4)$$

el flujo observado se ve afectado por la extinción tal que,

$$F = F_0 10^{-0.4A_V}, \quad (3.5)$$

donde F_0 es el flujo sin extinción. Así, para corregir el espectro observado de la extinción de la Vía Láctea se va a utilizar el paquete *Extinction* [30] aplicando la ley de extinción de

Tabla 1: Valores de exceso de color y de corrimiento al rojo de cada una de las galaxias empleadas en este trabajo.

Galaxia	$E(B - V)$ (mag)	z
NGC 3021	0.0117	0.00535
NGC 3972	0.0119	0.002799
NGC 3982	0.0122	0.00371
NGC 7250	0.13206	0.0039
UGC 09391	0.0082	0.00649

Fitzpatrick [29] y asumiendo $R_V = 3.1$. Asimismo, los valores de $E(B - V)$ ⁶ empleados para cada galaxia se muestran en la Tabla 1.

Por otro lado, debido a que las galaxias se mueven respecto a la Tierra, se produce el corrimiento al rojo que se describió al inicio de este trabajo, y que también ha de ser corregido. Para ello se ha de conocer el valor de la diferencia de la longitud de onda emitida y observada, z ⁷, que se puede consultar en la Tabla 1, donde se indican los valores empleados para cada galaxia, y determinar así la longitud de onda y el flujo corregidos, con su respectivo error usando,

$$\lambda_{emit} = \frac{\lambda_{obs}}{1 + z}, \quad (3.6)$$

$$F_{emit} = (1 + z)F_{obs}. \quad (3.7)$$

En la Figura 9 se muestra el espectro observado junto con el que se ha corregido de extinción y de corrimiento al rojo, donde se puede apreciar que en el espectro corregido, que es el correspondiente al sistema de referencia en reposo, las líneas de emisión marcadas efectivamente coinciden con picos del espectro, como es de esperar según se comentó en el apartado 3.1.

⁶Valores obtenidos de la base de datos NADA/IPAC Infrared Science Archive, que se puede consultar en <https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>, usando los mapas de polvo de Schlafly & Finkbeiner [31]

⁷Valores obtenidos de la base de datos Simbad, que se puede consultar en <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

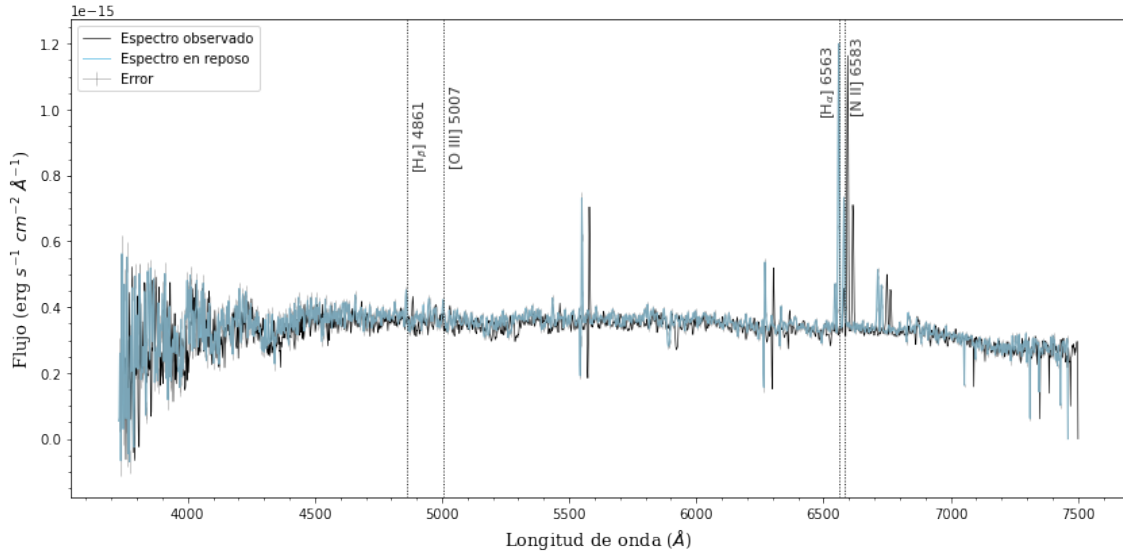


Figura 9: Espectro observado (negro) y en el sistema de referencia en reposo (azul) para la misma Cefeida que la figura anterior de la galaxia NGC 3021. Las líneas de puntos verticales nuevamente señalan las longitudes de onda de los elementos a los que se pretende medir el flujo, las cuales coinciden ahora con el espectro corregido porque este está también en el sistema de referencia en reposo.

3.3 Síntesis de espectros empleando el código Starlight

En estos espectros, a parte de las líneas de emisión, se encuentra el espectro continuo y el de absorción estelar. Por ello, con el fin de poder obtener los flujos de estas líneas, se ha de hallar y sustraer el espectro correspondiente a la parte estelar de la galaxia.

Las galaxias están compuestas por poblaciones estelares simples (SSP por sus siglas en inglés) de diferentes edades y metalicidades. Estas poblaciones son grupos de estrellas nacidas al mismo tiempo (aproximado) en un mismo evento de formación estelar, por lo que su composición química inicial es similar. Así, el espectro total de una galaxia será la suma de los espectros de sus SSPs. De esta manera, para obtener el espectro estelar se emplea el código de síntesis espectral *Starlight* [32], que analiza la población estelar en las galaxias a partir de un modelo espectral de SSPs. Para el ajuste del espectro de la galaxia se usan espectros de SSPs de [33].

Una vez obtenido el espectro estelar de la galaxia, se sustrae del espectro en reposo de manera que se obtiene el espectro de las líneas de emisión de los gases, tal y como se ve en la Figura 10, en la cual se puede apreciar como por ejemplo la línea de H_{β} se hace más

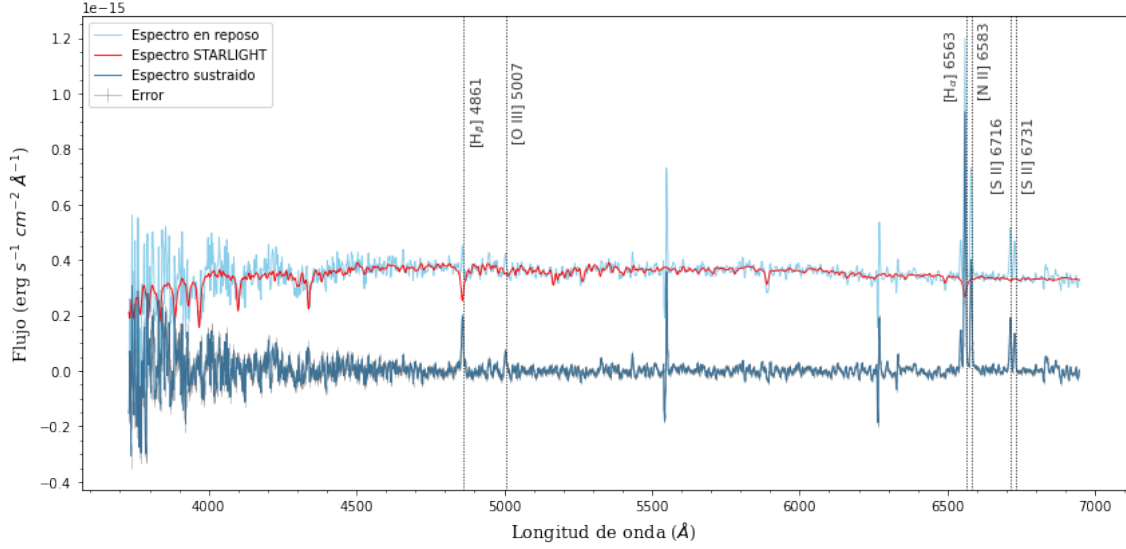


Figura 10: Espectro en reposo de la región de la Cefeida que estamos tratando (azul claro), espectro sintetizado por Starlight (rojo) y espectro sustraído correspondiente a los gases (azul oscuro). Las líneas de puntos verticales nuevamente señalan las longitudes de onda de los elementos a los que se pretende medir el flujo.

pronunciada tras la sustracción.

3.4 Determinación de los flujos de $H\beta$, $H\alpha$, $OIII_{5007}$ y NII_{6583}

Una vez tenemos el espectro con las líneas de emisión de los gases se ha de hallar el flujo de estos. Para ello, se va a realizar un ajuste gaussiano en los picos, de manera que el flujo de cada elemento será el área bajo la curva ajustada. Tras ello se habrá de determinar la extinción de la galaxia anfitriona para su posterior corrección.

3.4.1 Ajustes gaussianos de las líneas de emisión

A la hora de realizar los ajustes se utiliza el método Montecarlo basado en cadenas de Markov (MCMC) empleando el paquete *Emcee* [34] con una función gaussiana. De esta manera se podrá además identificar y descartar aquellos espectros cuyos datos no son ajustables debido al ruido presente en la señal.

Las líneas de emisión de $H\beta$ (4861 Å) y $OIII$ (5007 Å) se han ajustado con una función

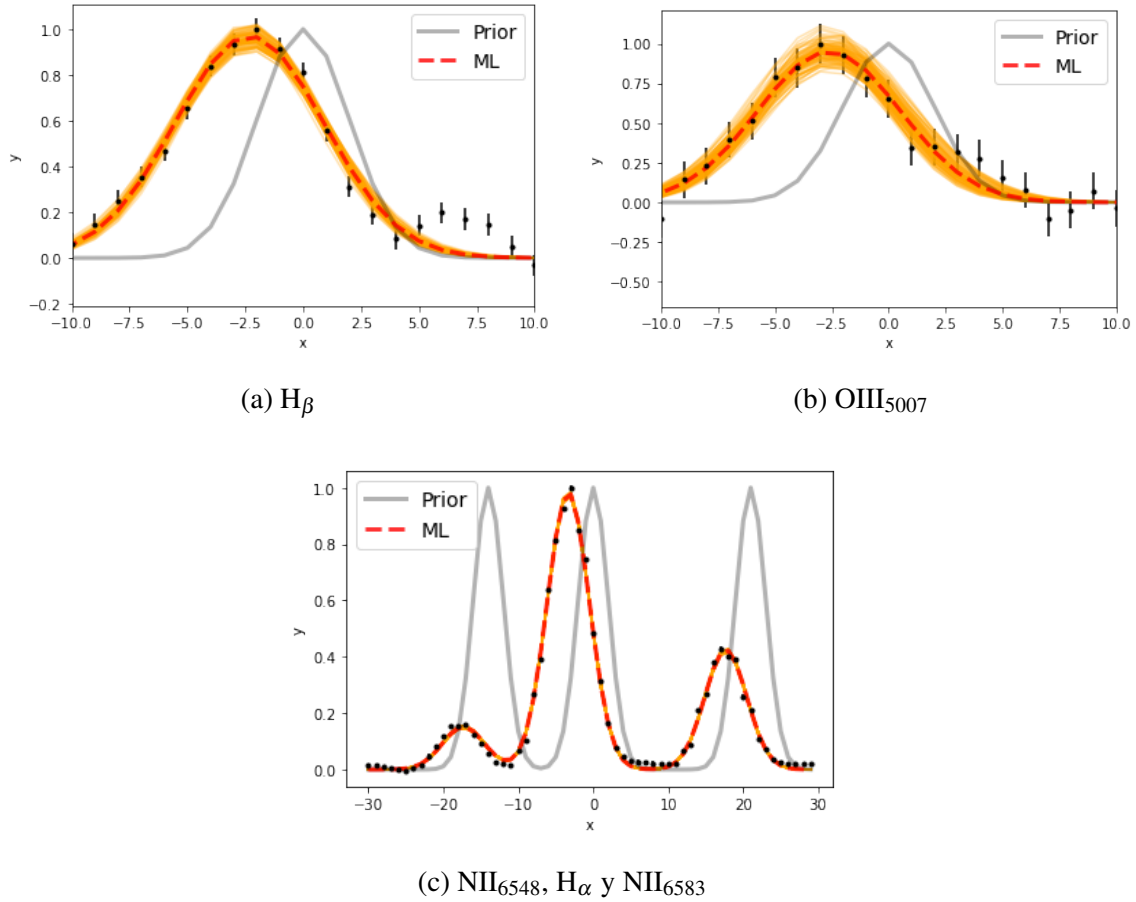


Figura 11: Ajustes gaussianos de las líneas de emisión correspondientes a $H\alpha$, $H\beta$, $OIII_{5007}$ y NII_{6548} de la posición de la Cefeida considerada. En gris se muestra la campana de gauss inicial, la línea discontinua roja es la estimación de máxima probabilidad, y las curvas naranjas representan 100 de los 15000 ajustes realizados por el método MCMC.

gaussiana simple definida como,

$$f(x) = A e^{-\frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2}}, \quad (3.8)$$

donde A es la altura de la campana, x_0 la longitud de onda central y σ la anchura a media altura. Sin embargo, debido a la proximidad de las líneas de emisión de $H\alpha$ (6563 Å) y NII (6548 Å, 6583 Å), estas se han de ajustar con una función gaussiana triple tal que,

$$f(x) = A_1 e^{-\frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2}} + A_2 e^{-\frac{(x-(x_0+21))^2}{2\sigma^2}} + A_3 e^{-\frac{(x-(x_0-14))^2}{2\sigma^2}}, \quad (3.9)$$

siendo A_1 , A_2 y A_3 las alturas de la campanas del $H\alpha$ y las dos del NII respectivamente, x_0 la longitud de onda media del $H\alpha$ y σ la desviación típica. De este ajuste solo nos quedamos con $H\alpha$ (6563 Å) y NII (6583 Å). En la Figura 11 se observan los ajustes realizados para el espectro de la posición de la Cefeida con la que estamos tratando en este escrito,

Tabla 2: Longitud de onda, altura (A) y σ obtenidas, junto con los respectivos errores, para las líneas de emisión ajustadas.

Línea	λ (Å)	A (10^{-16} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$)	σ
H $_{\alpha}$	6559.67 ± 0.01	$9.17^{+0.04}_{-0.04}$	2.81 ± 0.01
H $_{\beta}$	4858.68 ± 0.09	$1.92^{+0.05}_{-0.05}$	3.24 ± 0.01
OIII $_{5007}$	5004.38 ± 0.24	$0.68^{+0.04}_{-0.05}$	3.14 ± 0.22
NII $_{6583}$	6580.67 ± 0.01	$3.96^{+0.03}_{-0.03}$	2.81 ± 0.01

y los valores obtenidos se muestran en la Tabla 2. Se puede apreciar que las longitudes de onda media determinadas presentan ciertas diferencias con las esperadas en el reposo. Esto puede ser debido a la rotación de la galaxia, ya que la parte de la galaxia que se acerca sufre un leve corrimiento al azul, mientras que la que se aleja presenta corrimiento al rojo.

Una vez se tienen los parámetros de la campana de Gauss se determinan los flujos de las líneas de emisión, con sus errores, (Tabla 3) según,

$$F = A\sigma\sqrt{2\pi}, \quad (3.10)$$

$$\delta F = \sqrt{2\pi[\sigma^2(\delta A)^2 + A^2(\delta\sigma)^2]}. \quad (3.11)$$

Tras los ajustes se han descartado 9 de las 14 posiciones de Cefeidas con las que se contaba para la galaxia NGC 3021⁸, ya que los ajustes realizados mediante el MCMC ó bien daban error en alguna de las líneas, ó bien, aunque el código ajustara los datos, estos no parecían ser adecuados al no apreciarse realmente ningún pico en ellos. A la hora de descartar un espectro, con que una de las líneas de emisión no se lograra ajustar adecuadamente se descartaban todas, ya que es necesario determinar correctamente los flujos de las cuatro líneas de emisión para calcular un valor de metalicidad preciso.

⁸Para el resto de galaxias se han descartado: 2/19 para NGC 3972, 0/3 para NGC 3982, 2/19 para NGC 7250 y 4/27 para UGC 9391

Tabla 3: Flujos de las líneas de emisión ajustadas con sus respectivos errores.

Línea	Flujo (10^{-16} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$)
H $_{\alpha}$	64.6 $^{+0,3}_{-0,4}$
H $_{\beta}$	15.6 $^{+0,6}_{-0,6}$
OIII $_{5007}$	5.4 $^{+0,5}_{-0,5}$
NII $_{6583}$	27.9 $^{+0,2}_{-0,2}$

3.4.2 Estimación y corrección de la extinción de la galaxia anfitriona

Al igual que el paso de la radiación por la Vía Láctea produce extinción como se habló en el apartado 3.2, la propia galaxia anfitriona también origina un enrojecimiento en la luz que emite una estrella.

Para poder corregir este efecto normalmente se hace uso de las líneas de emisión H $_{\alpha}$ y H $_{\beta}$, ya que se conoce que el valor intrínseco del ratio $F(H_{\alpha})/F(H_{\beta})$ es 2.86 suponiendo una densidad nebular de $\sim 10^3$ cm $^{-3}$ y una temperatura de $T \sim 10^4$ K para el caso B de recombinación, en el que todos los fotones de la serie de Lyman emitidos por una nebulosa de gran profundidad óptica en las líneas Lyman, son reabsorbidos [35]. De esta manera, se realiza una interpolación entre el exceso de color y estos ratios, asumiendo de nuevo $R_V = 3.1$, y haciendo uso de la ley de extinción de Fitzpatrick [29], con lo que se podrá inferir el valor de la extinción para cada posición de estrella Cefeida y corregir así los flujos obtenidos previamente.

Para determinar el exceso de color de cada posición se utiliza un método Montecarlo (MC) ajustando con una campana de gauss una distribución de $N = 50000$ valores de $E(B - V)$ determinados mediante N ratios $F(H_{\alpha})/F(H_{\beta})$, donde los N flujos de H $_{\alpha}$ y H $_{\beta}$ se han hallado de forma aleatoria siguiendo una distribución gaussiana de media el respectivo flujo y σ su error, mostrados en la Tabla 3. En la Figura 12 se observa el ajuste realizado para la estimación del exceso de color en la posición de la Cefeida con la que estamos tratando, donde μ es el valor de $E(B - V)$ obtenido, y σ el error.

Una vez obtenido el exceso de color y su error, se realiza otro ajuste siguiendo un método MC similar para determinar el flujo de cada línea de emisión corregido de la extinción provocada por la galaxia anfitriona, junto con sus respectivos errores. Así, se

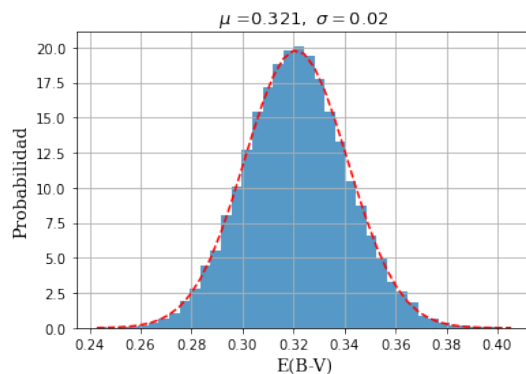


Figura 12: Ajuste realizado para la determinación del exceso de color en la posición de la Cefeida considerada. El histograma representa los valores obtenidos de $E(B - V)$ para los $N = 50000$ valores del ratio $F(H_{\alpha})/F(H_{\beta})$, mientras que la línea roja es el ajuste gaussiano realizado para determinar la media, μ , y la anchura a media altura, σ .

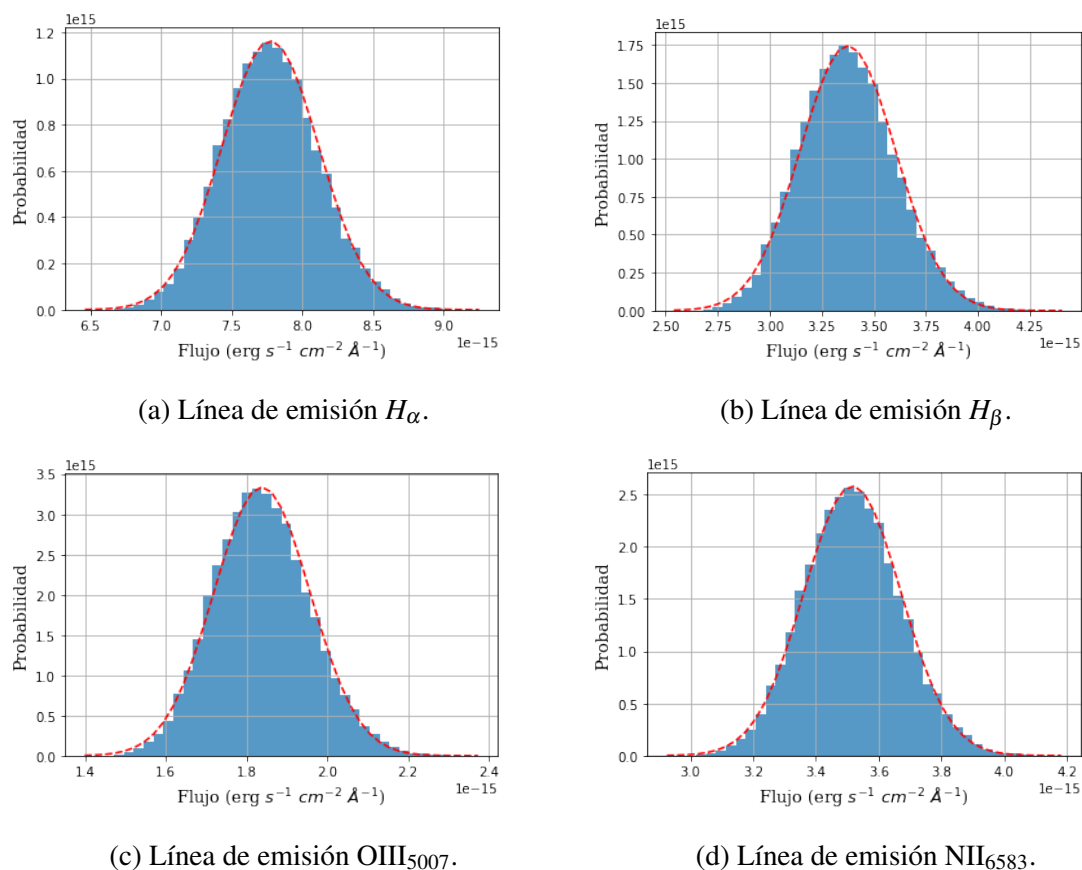


Figura 13: Ajustes realizados para corregir los flujos de extinción de la galaxia hospedadora. Los histogramas representan los flujos determinados para los $N = 50000$ valores de $E(B - V)$, y las curvas rojas los ajustes realizados para determinar la media, μ , y la anchura de la curva a media altura, σ .

Tabla 4: Flujos de las líneas de emisión corregidos de la extinción de la galaxia anfitriona con sus respectivos errores.

Línea	Flujo (10^{-16} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$)
H $_{\alpha}$	130 ± 6
H $_{\beta}$	46 ± 3
OIII $_{5007}$	15 ± 1
NII $_{6583}$	56 ± 2

emplean $N = 50000$ valores aleatorios de $E(B - V)$, hallados mediante una distribución gaussiana de μ y σ los obtenidos en el paso anterior para cada línea de emisión, y se aplica la ley de extinción de Fitzpatrick [29] a los flujos de dichas líneas con cada uno de estos N valores de $E(B - V)$, para realizar después un ajuste gaussiano a la distribución de los N flujos corregidos, de manera que la media y la anchura a media altura de la curva determinan los valores del flujo corregido y su error respectivamente, los cuales se presentan en la Tabla 4. En la Figura 13 se muestran las distribuciones y ajustes realizados para cada línea de emisión de la posición de Cefeida tratada.

3.5 Cálculo de las metalicidades

Como fue descrito en el apartado 1.4, la metalicidad es una magnitud adimensional que describe la proporción de elementos que no son ni hidrógeno ni helio presentes en una estrella. En estudios relativos al medio interestelar, dado que el oxígeno es el metal - entendiéndose por metal todos aquellos elementos que son más pesados que el helio - en fase gaseosa más abundante, es el que se usa para determinar la metalicidad. Y esta abundancia, en escala logarítmica normalizada, se puede expresar como $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, siendo O/H el ratio en partículas entre el oxígeno y el hidrógeno.

A diferencia de en el proyecto SHOES, donde se emplea la calibración de Zaritsky 1994 (Z94) [36], en este trabajo se va a emplear la calibración de PP04 [20] para determinar la metalicidad, que viene dada por el índice $O3N2$, descrito por primera vez en [37]. Pettini determinó un ajuste de la abundancia del oxígeno empleando $O3N2$ válido para el rango en el que $-1 < O3N2 < 1.9$,

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.73 - 0.32 O3N2, \quad (3.12)$$

siendo el índice $O3N2$ calculado a partir de los flujos de $OIII_{5007}$, NII_{6583} , $H\alpha$ y $H\beta$ como,

$$O3N2 \equiv \log(OIII_{5007}/H\beta) - \log(NII_{6583}/H\alpha). \quad (3.13)$$

De esta forma, la metalicidad se calcula como $12 + \log(O/H)$. Los resultados de las metalicidades calculadas en todas las posiciones de todas las galaxias se muestran en la Tabla 4 de la siguiente sección, junto con los respectivos errores, que han sido propagados tal que,

$$\delta(12 + \log(O/H)) = 0.32 \delta O3N2, \quad (3.14)$$

donde,

$$\delta O3N2 = \sqrt{\left(\frac{1}{\ln 10 \cdot OIII_{5007}} \delta OIII_{5007}\right)^2 + \left(-\frac{1}{\ln 10 \cdot H\beta} \delta H\beta\right)^2 + \left(-\frac{1}{\ln 10 \cdot NII_{6583}} \delta NII_{6583}\right)^2 + \left(\frac{1}{\ln 10 \cdot H\alpha} \delta H\alpha\right)^2}. \quad (3.15)$$

Por otro lado, para poder comparar las distintas metalicidades, estas han de tener la misma calibración, por lo que se han de convertir los valores de SHOES a la calibración empleada en este trabajo. Esto se hace siguiendo la relación de conversión de Z94 a PP04 ($O3N2$) dada en [38],

$$y = 52.2389 - 18.67559x + 2.447698x^2 - 0.1011578x^3, \quad (3.16)$$

siendo y la metalicidad calculada final (la correspondiente a la calibración PP04) y x la original (en calibración Z94). Esta relación solo es aplicable mientras que las metalicidades originales estén dentro del rango de 8.4 – 9.3.

4 Resultados

Aplicando la manera de proceder que se ha descrito en el apartado 3 a los distintos cubos de datos con los que se cuenta se obtienen las metalicidades de las posiciones de las estrellas Cefeidas consideradas. Como ya se ha comentado, no todas las posiciones empleadas en el proyecto SHOES han podido ser medidas en este trabajo: primeramente debido a que el campo de visión del instrumento empleado en las observaciones de esos cubos de datos es menor, y por otro lado, debido a malas señales y ruidos, que han provocado que no

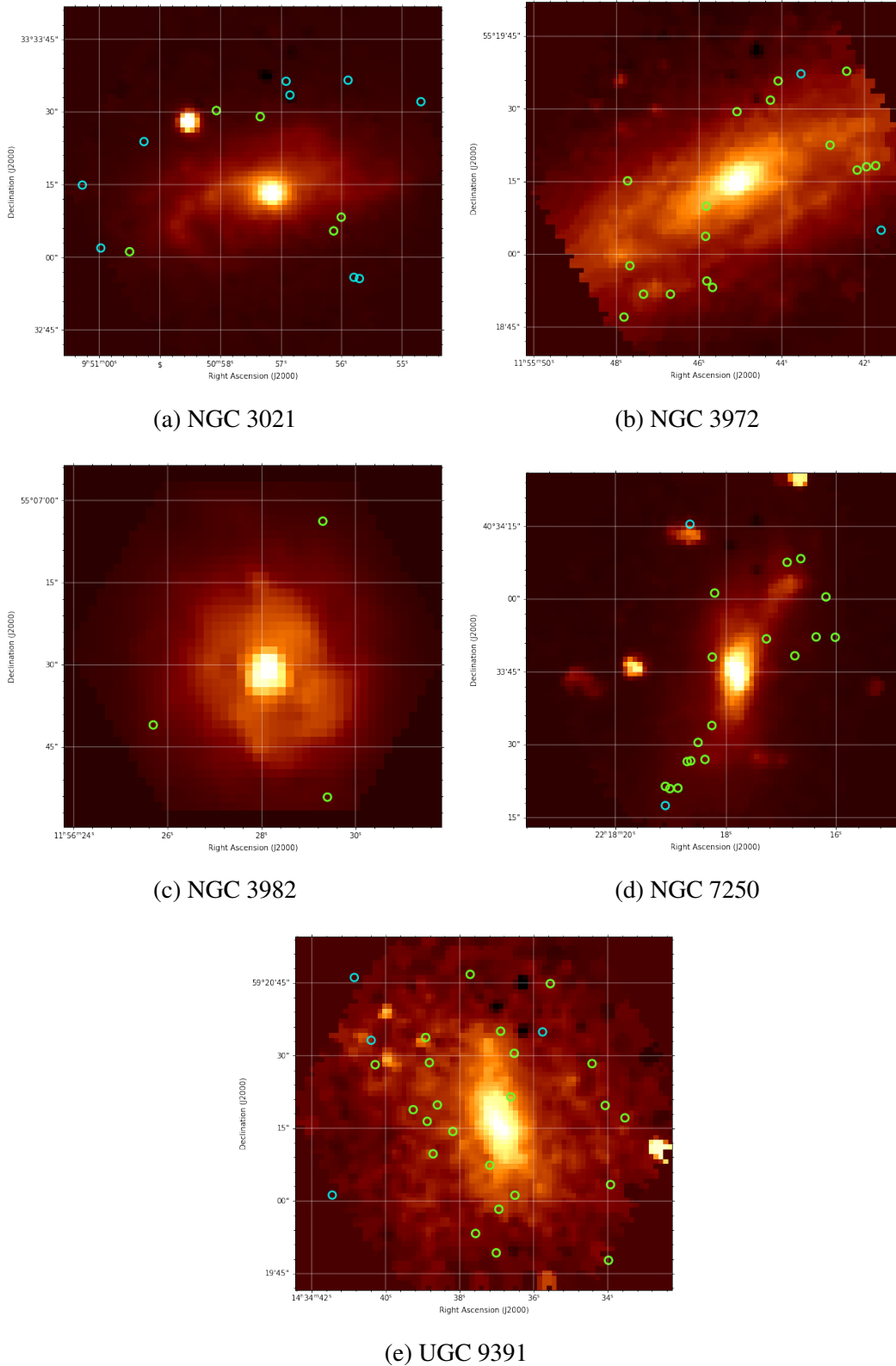


Figura 14: Imágenes obtenidas a partir de los cubos de datos de PMAS de las galaxias empleadas, en la capa correspondiente a la longitud de onda de H_{α} . Los círculos verdes se corresponden con las posiciones en las que se ha determinado la metalicidad, y los que se muestran en azul son las posiciones que se tuvieron que descartar por tener unos ajustes imprecisos.

se puedan ajustar algunas de las líneas de emisión, por lo que se tuvieron que descartar los respectivos espectros. En la Figura 14 se muestran tanto las posiciones que se tenían originalmente dentro del campo de visión (todos los círculos señalados) como las que se han estudiado finalmente (círculos verdes).

En general, no se han descartado muchos espectros de nuestras galaxias, siendo estos en su mayoría correspondientes a las posiciones de las Cefeidas más alejadas del centro galáctico, sin embargo, para las galaxias NGC 3021 y NGC 3982 sí se han obtenido pocos resultados. Esto supone un inconveniente dado que estas dos galaxias son las únicas de las que quizás se podría determinar el radio galactocéntrico deproyectado, como se verá en el siguiente apartado de este trabajo, y realizar así un mejor estudio comparativo.

En el caso de la galaxia NGC 7250, al tener dos cubos de datos se va a poder obtener un error en las medidas menor, así como descartar menos espectros por tener una mala señal. De esta manera, entre los dos cubos de datos se descartan finalmente solo dos posiciones, que, como se puede observar en la Figura 14d, son de las más alejadas del centro de la galaxia, obteniéndose de esta manera medidas dobles para 16 de las 17 posiciones analizadas. Además, el hecho de que en ambos cubos se tenga una mala señal para las mismas dos posiciones descartadas puede llevarnos a pensar que el error proviene de la propia fuente astronómica y no tanto de la observación terrestre.

En la Figura 15 se representan estas medidas dobles con un ajuste lineal. Como se puede observar, ambas mediciones son muy similares, siendo el ajuste de pendiente unidad y covarianza positiva, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.955$, lo que nos lleva a pensar que las estimaciones son correctas, dado que se han obtenido valores similares en ambos cubos para las mismas posiciones. También cabe destacar que, en ambos cubos, en general, a mayor metalicidad mayor es el error determinado, hecho que se discutirá en el próximo apartado. Así, para obtener la metalicidad final de estas posiciones se hace una media entre los valores, determinando el error final por propagación.

Todos los valores de metalicidad que se han determinado en este trabajo, junto con sus respectivos errores, así como las posiciones desde las que se han obtenido se muestran en la Tabla 5.

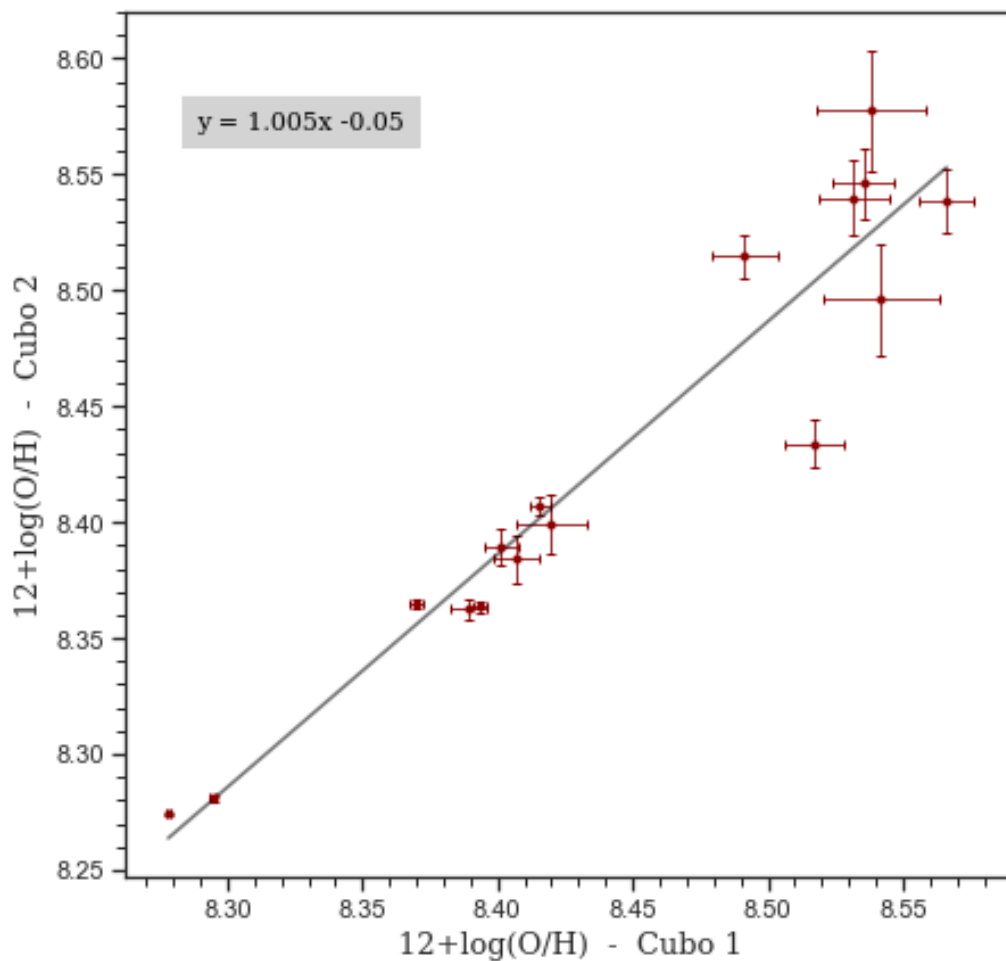


Figura 15: Representación de los valores de metalicidad determinados para los dos cubos de datos de la galaxia NGC 7250, junto con los errores obtenidos. En gris se muestra el ajuste lineal realizado a los datos, cuya ecuación se puede ver en la caja de texto situada en la parte de arriba a la izquierda de la gráfica.

Tabla 5: Metallicidades determinadas en cada posición.

Galaxia	RA (deg)	DEC (deg)	12+log(O/H)
NGC 3021	147.74194	33.55841	8.71 ± 0.05
	147.73335	33.55230	8.77 ± 0.02
	147.74791	33.55032	8.76 ± 0.03
	147.73387	33.55151	8.76 ± 0.02
	147.73892	33.55806	8.70 ± 0.01
	178.94031	55.31477	8.63 ± 0.06
	178.92480	55.32169	8.66 ± 0.03

NGC 3972	178.92387	55.32175	8.64 ± 0.04
	178.94455	55.31438	8.64 ± 0.01
	178.94089	55.31514	8.64 ± 0.04
	178.93370	55.32661	8.73 ± 0.03
	178.92574	55.32150	8.69 ± 0.02
	178.93448	55.32551	8.72 ± 0.04
	178.94887	55.32088	8.65 ± 0.02
	178.92680	55.32717	8.57 ± 0.02
	178.94923	55.31307	8.70 ± 0.02
	178.93785	55.32485	8.68 ± 0.02
	178.94101	55.31770	8.87 ± 0.02
	178.94864	55.31601	8.73 ± 0.01
	178.92847	55.32293	8.80 ± 0.01
	178.94727	55.31438	8.66 ± 0.01
178.94093	55.31942	8.83 ± 0.01	
NGC 3982	179.12210	55.11772	8.70 ± 0.07
	179.10706	55.12805	8.77 ± 0.19
	179.12251	55.13171	8.74 ± 0.10
NGC 7250	334.57709	40.55847	8.50 ± 0.01
	334.57956	40.55596	8.56 ± 0.02
	334.57764	40.55742	8.54 ± 0.01
	334.56979	40.56343	8.40 ± 0.01
	334.57584	40.56702	8.48 ± 0.01
	334.56744	40.56680	8.38 ± 0.01
	334.56934	40.56899	8.29 ± 0.01
	334.56818	40.56451	8.40 ± 0.01
	334.56674	40.56449	8.41 ± 0.01
	334.57602	40.56336	8.38 ± 0.01
	334.57791	40.55738	8.54 ± 0.01
	334.57657	40.55750	8.55 ± 0.01
	334.57037	40.56878	8.28 ± 0.01
	334.57861	40.55586	8.52 ± 0.02
	334.57605	40.55944	8.41 ± 0.01
334.57193	40.56440	8.37 ± 0.01	
334.57922	40.55583	8.55 ± 0.02	
	218.66216	59.34271	8.34 ± 0.01

	218.66174	59.34127	8.52 ± 0.17
	218.66785	59.34115	8.39 ± 0.02
	218.66084	59.33884	8.30 ± 0.06
	218.65654	59.33147	8.43 ± 0.06
	218.64194	59.33881	8.33 ± 0.01
	218.65715	59.34633	8.40 ± 0.08
	218.63972	59.33810	8.40 ± 0.06
	218.64812	59.34580	8.34 ± 0.03
	218.64134	59.33427	8.53 ± 0.02
UGC 9391	218.65372	59.34307	8.37 ± 0.01
	218.64342	59.34121	8.43 ± 0.05
	218.66199	59.33790	8.42 ± 0.04
	218.65392	59.33286	8.23 ± 0.02
	218.66357	59.33857	8.37 ± 0.10
	218.65421	59.33036	8.38 ± 0.06
	218.65494	59.33538	8.45 ± 0.02
	218.65257	59.33930	8.50 ± 0.02
	218.65211	59.33366	8.45 ± 0.02
	218.64157	59.32993	8.45 ± 0.06
	218.65218	59.34180	8.44 ± 0.02
	218.66132	59.33604	8.47 ± 0.03
	218.65910	59.33732	8.32 ± 0.01

5 Discusión

El objetivo de este trabajo consiste en determinar en qué medida el hecho de que las metalicidades empleadas en el proyecto SHOES no sean obtenidas de un modo directo, como sí se ha hecho en este trabajo, afecta al cálculo de las distancias y por consiguiente a la determinación de la constante de Hubble. En este apartado se va a llevar a cabo un estudio comparativo entre los resultados de este trabajo y los datos de metalicidades del proyecto SHOES, así como un análisis de los valores determinados de la metalicidad en ambos trabajos.

5.1 Metalicidades obtenidas en este trabajo

Antes de proceder a comparar nuestros resultados con el trabajo del proyecto SH0ES se va a discutir la validez de estos, teniendo en cuenta mayormente el error de cada medida.

Para hacerlo de una manera más visual, en la Figura 16 se han representado en las respectivas posiciones los valores de metalicidad resueltos en una escala de color que va desde el verde para los valores de metalicidad más bajos, hasta el amarillo para los más altos. Estas escalas de color están normalizadas para cada una de las galaxias, por lo que el color no es comparativo entre ellas. Por otro lado, se ha representado el error de cada medida con una escala de tamaño, de manera que a mayor error tenga la medida mayor será el radio del punto. En este caso, la escala de tamaño es la misma para todas las galaxias, por lo que sí es posible comparar entre las mismas.

Lo primero que se observa es que, efectivamente, las metalicidades determinadas en la galaxia NGC 7250 son las que tienen errores más pequeños, aunque, para las correspondientes a las posiciones situadas en la parte más baja de la Figura 16d se han obtenido unos errores mayores, que a su vez, según la escala de color, serían también las que tienen una mayor metalicidad, lo que se puede relacionar con los datos mostrados en la Figura 15 que indican que a mayor metalicidad resuelta mayor error presenta la medida. Por otro lado, se sabe que la metalicidad en una galaxia es mayor cuanto más cerca del centro galáctico se encuentra la estrella, sin embargo, las posiciones de estos valores medidos, a priori, están más alejadas, por lo que deberían tener una metalicidad menor. Aunque esto no puede ser un motivo para descartar medidas ya que no conocemos la inclinación de la galaxia, por lo que no se puede determinar la distancia a la que se encuentra realmente cada posición del centro.

Este último hecho relacionado con la distancia de las posiciones al centro se puede extrapolar al resto de las galaxias: se tienen algunas medidas de metalicidad relativamente altas en comparación con las demás de la misma galaxia en zonas aparentemente alejadas del centro galáctico. Aunque, por otro lado, se observa como, dichas medidas presentan también errores mayores, por lo que se puede pensar que la metalicidad real está dentro del rango de incertidumbre de la medida.

Por último, también se puede observar que las galaxias UGC 9391 y NGC 3982 son las que tienen medidas con errores más grandes, mientras que la galaxia NGC 3972, junto con

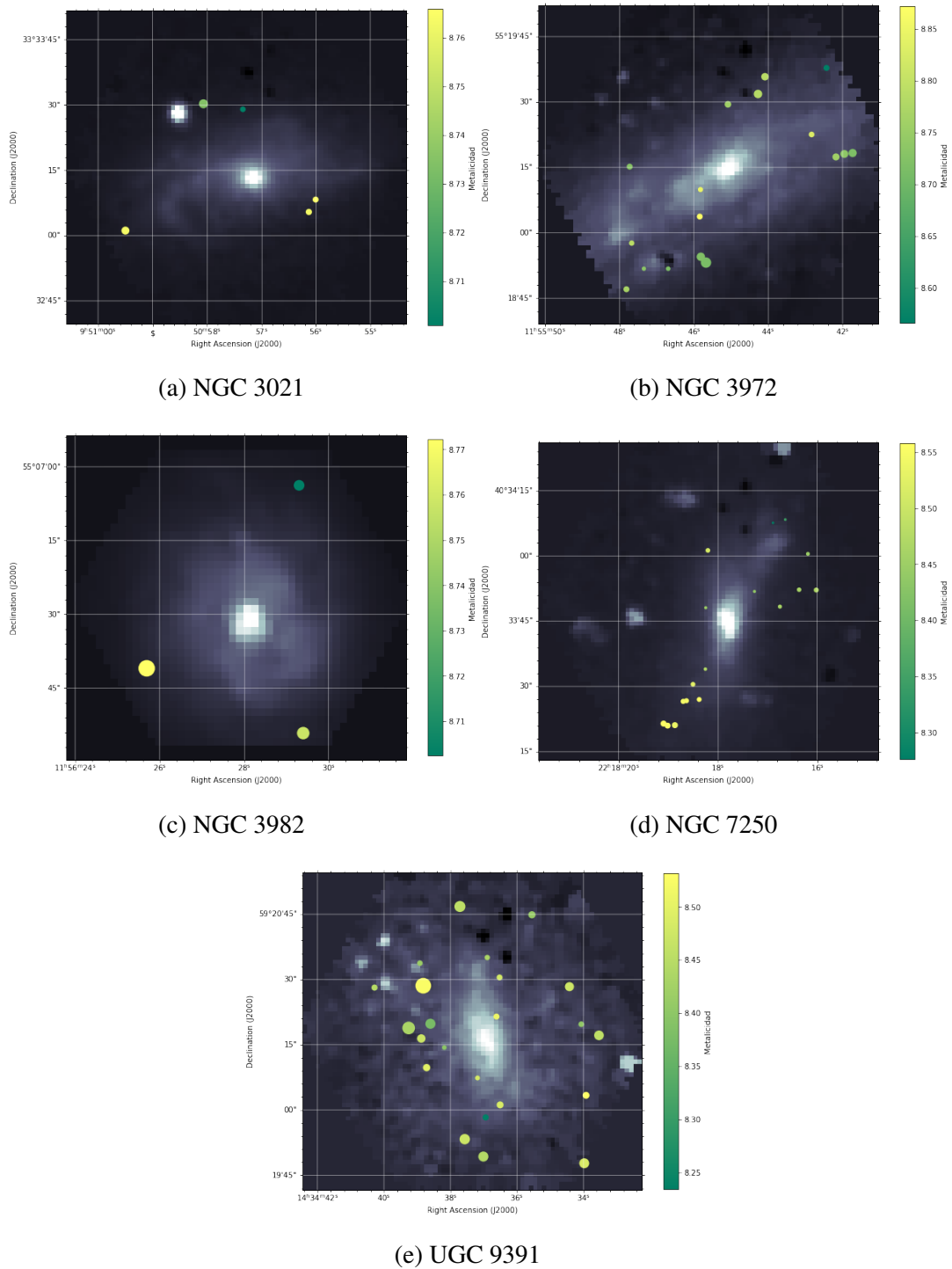


Figura 16: Imágenes obtenidas a partir de los cubos de datos de PMAS de las galaxias empleadas, en la capa correspondiente a la longitud de onda de $H\alpha$. Se representan las metallicidades obtenidas y sus errores: la metalicidad se muestra según la escala de color de cada imagen, siendo el verde correspondiente a los valores más bajos y el amarillo a los más altos, mientras que el error viene representado por el tamaño, siendo este mayor cuanto mayor es el error de la medida. La escala de color, metalicidad, está normalizada a cada imagen, mientras que el tamaño tiene la misma normalización para todas las galaxias.

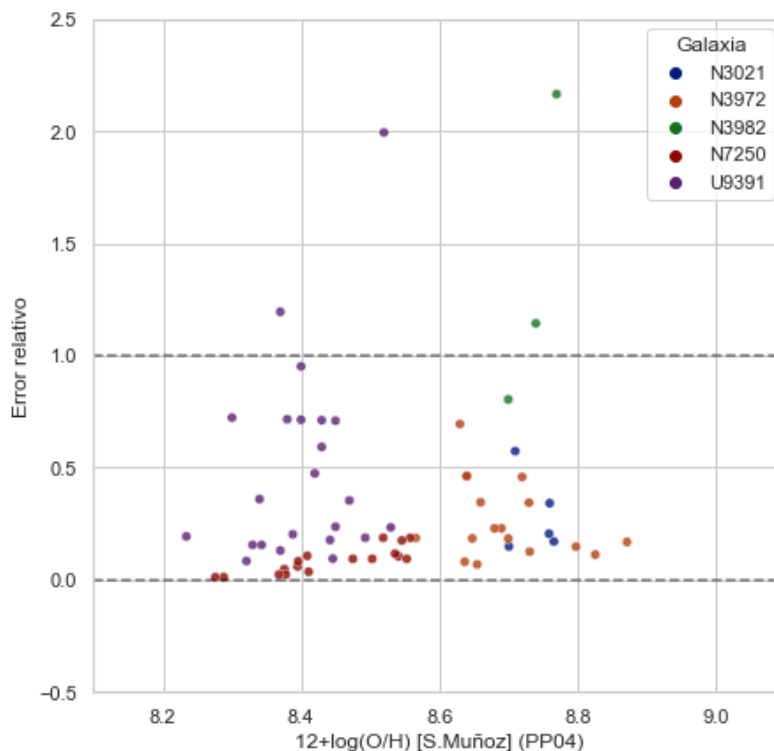


Figura 17: Error relativo de los resultados frente a las respectivas metalicidades calculadas en este trabajo para cada galaxia, según se observa en la leyenda. Se señala además la línea de error relativo 1 % mediante una línea a trazos, como indicativo de lo que sería un error relativo aceptable máximo. Sin embargo, aunque hay cuatro datos que se sobrepasan esta línea, se van a mantener, como se discutirá en este trabajo en 5.2.2.

la ya nombrada NGC 7250 tienen los errores más bajos. Esto se puede observar también en la Figura 17, donde se representan los errores relativos en porcentaje de cada medida realizada en este trabajo. La mayoría de los valores tienen un error aceptable por debajo del 1 %, sin embargo hay cuatro puntos, pertenecientes a esas dos galaxias con mayores errores, que se alejan más de lo ideal, pero se van a conservar por motivos que se expondrán en el apartado 5.2.2. Asimismo, se comprobó si los errores en las estimaciones podrían tener dependencia con el valor de z de cada galaxia, o lo que es lo mismo, con la distancia a la que se encuentran, pero no se observó que existiera una relación.

5.2 Comparación con el proyecto SH0ES

A continuación se hará un estudio comparativo entre estas metalicidades calculadas y las determinadas en el proyecto SH0ES.

5.2.1 Determinación de metalicidades en el proyecto SH0ES

Primero se van a discutir una serie de cuestiones acerca de cómo se estiman las metalicidades en el proyecto SH0ES. Como ya se ha comentado en este trabajo, en dicho proyecto no determinan las metalicidades de forma directa. En cambio, se mide la abundancia (O/H) en regiones HII distribuidas por la respectiva galaxia, para determinar un gradiente de $12 + \log(\text{OH})$ en función de la distancia radial de proyectada al centro de cada galaxia. De esta manera, conociendo la distancia galactocéntrica de cada Cefeida, se realiza una estimación de la metalicidad empleando estos gradientes [39].

En la Figura 18 se muestran las gráficas con los gradientes de las galaxias de dicho trabajo, en las que se representan a su vez los datos de metalicidades obtenidos en las regiones observadas en función de la distancia radial [10]. En ellos se diferencia que determinadas galaxias tienen una línea sólida de ajuste, mientras que otras tienen una línea a trozos. Esto es porque sólo para aquellas galaxias que tienen más de 6 medidas con baja dispersión, los gradientes fueron obtenidos por un ajuste directo de los datos, que se representa por la línea sólida, mientras que para aquellas galaxias que no cumplen estos requisitos, las que constan de línea a trozos, los gradientes fueron obtenidos de la media de aquellas galaxias que sí fueron ajustadas. Por otro lado, para la NGC 7250, al ser una galaxia intrínsecamente pequeña en la que no se espera que exista un gradiente, se escogió un valor constante de metalicidad [10].

Se ha tratado de reproducir estas gráficas (Figura 19), empleando los datos originales de [10], para las galaxias NGC 3021 y NGC 3982, que son aquellas que tienen un ajuste directo. El objetivo principal es hacer una comprobación del ajuste, sin embargo, dado que no contamos con las distancias galactocéntricas de las posiciones de las Cefeidas para poder comprobar la dependencia de la metalicidad con la distancia radial de nuestros resultados, también se va a tratar de inferir estas realizando un proceso inverso al que se utiliza en el proyecto SH0ES para determinar las metalicidades. Esto es, teniendo los valores de metalicidad del proyecto SH0ES (en calibración de Z94) y el gradiente de la respectiva galaxia que se ha reproducido, se determina la distancia que corresponde a dicha metalicidad. Sin embargo, esto no se ha podido llevar a cabo ya que a la hora de realizar los ajustes, se ha observado que no se obtiene una pendiente exactamente igual a la mostrada en las Figuras 18 para las mismas galaxias.

Los ajustes se han realizado empleando un método MC en el que se han ajustado me-

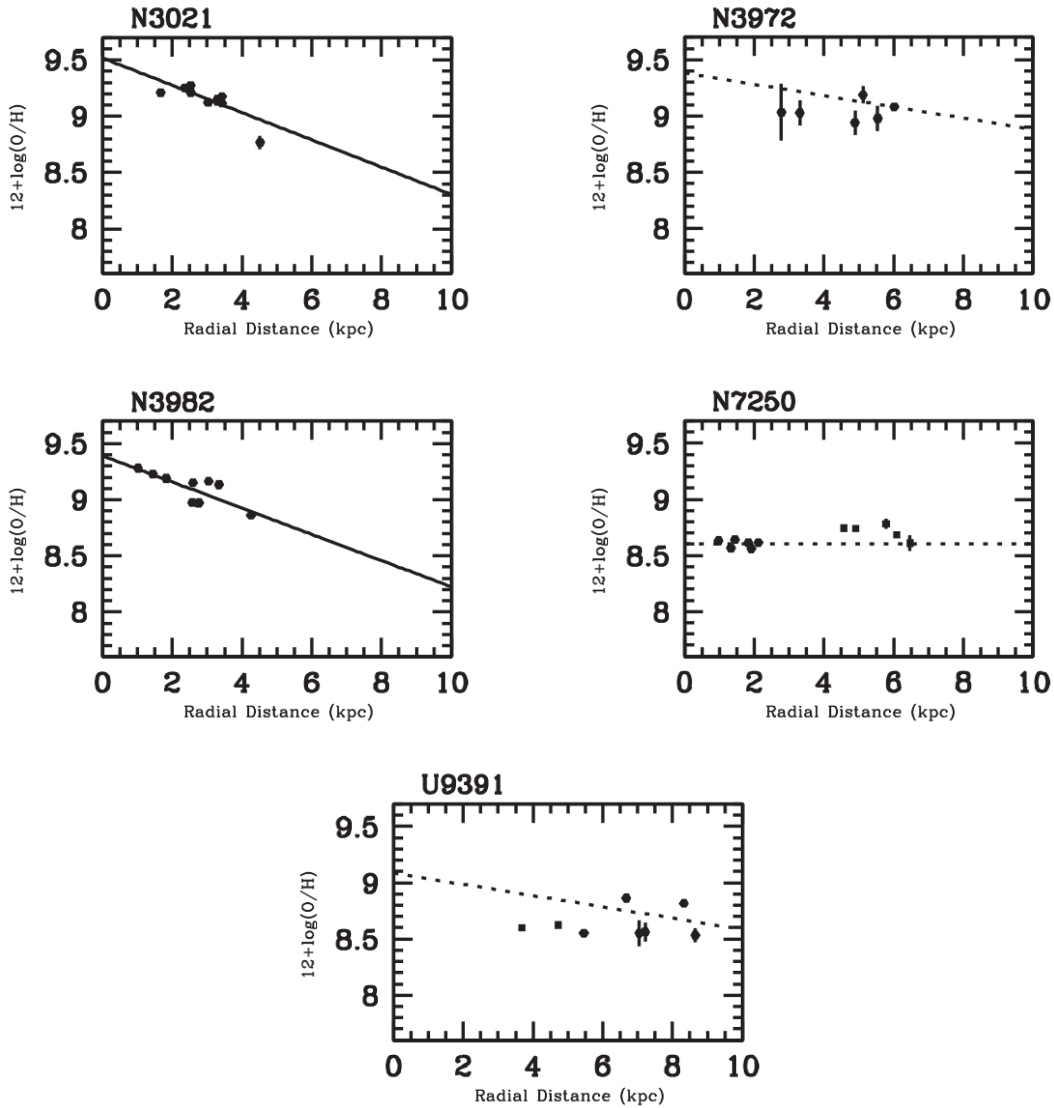


Figura 18: Valores de metalicidad en función del radio galactocéntrico deproyectado de regiones HII. Las líneas sólidas se corresponden con ajustes de los datos mientras que las líneas a trazos son gradientes obtenidos basándose en la media de los que sí han sido ajustados, a excepción de la galaxia NGC 7250, para la cual se establece un valor constante al no esperarse que exista un gradiente de metalicidad en ella. Gráficos de [10].

diente mínimos cuadrados $N = 20000$ conjuntos de datos aleatorios dentro del rango de incertidumbre de las medidas siguiendo una distribución gaussiana. Así, se han empleado distintos paquetes de Python (*polyfit*, *ODR* y *OLS*) para realizar los ajustes, pero con ninguno de ellos se ha obtenido una pendiente exactamente igual a la original. Y, dado que no se han encontrado datos sobre los gradientes originales, no se ha podido comprobar la dependencia de la metalicidad con la distancia para nuestros resultados.

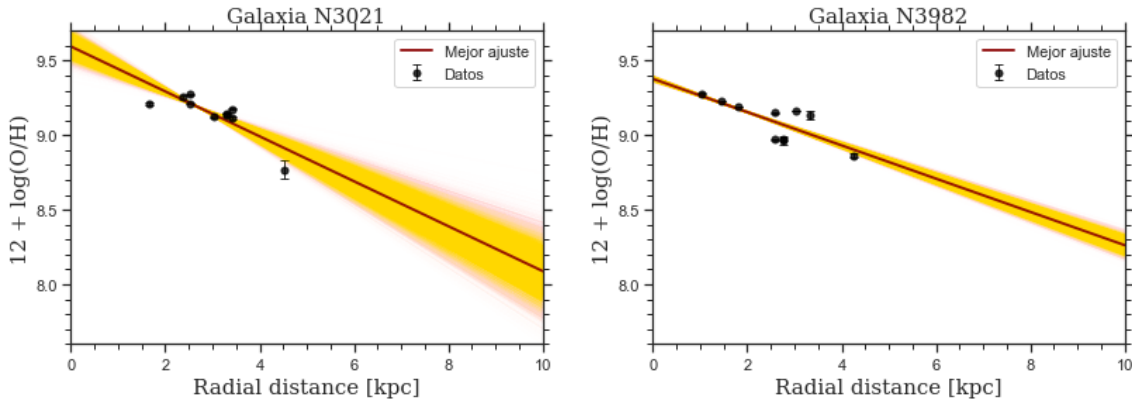


Figura 19: Reproducción de los gradientes de metalicidad según los datos de [10]. Los datos, junto con sus errores, se representan por los puntos negros, por otro lado, en rojo se representa el mejor ajuste, determinado como media entre los $N = 20000$ ajustes realizados, mostrados en amarillo.

5.2.2 Relación entre metalicidades

Finalmente, se relacionan las metalicidades obtenidas en este trabajo con las empleadas en el proyecto SH0ES, previamente convertidas a la calibración PP04. En la Figura 20 se visualiza un gráfico de dispersión de nuestras metalicidades frente a las determinadas en SH0ES para las mismas Cefeidas, así como un ajuste de los datos. Dicho ajuste ha sido determinado mediante un método MC en que se han ajustado por mínimos cuadrados una serie de $N = 20000$ valores de metalicidad obtenidos de forma aleatoria siguiendo una distribución normal de μ el valor de la metalicidad y σ el respectivo error, tanto para las metalicidades de este trabajo como para las de SH0ES.

Cuanto más parecidos sean los valores de metalicidad de ambos trabajos más cercana a la unidad debería ser la pendiente del ajuste, sin embargo se obtiene una pendiente de 0.58 ± 0.02 . Por otro lado, se observa que las galaxias cuyos gradientes fueron ajustados de forma directa, como se comentó en el apartado 5.2.1, es decir, NGC 3021 y NGC 3982, tienen unos valores de metalicidad más parecidos entre sí, dado que se aproximan a la recta de pendiente unidad (línea a trozos), al igual que el valor de la metalicidad de la galaxia UGC 9391 para el que obteníamos un error relativo de aproximadamente el 2% (Figura 17). Es por esto que se van a considerar aceptados dichos valores a pesar del error que presentan.

Otro hecho a destacar es que, a pesar de que según [10], las metalicidades de la galaxia

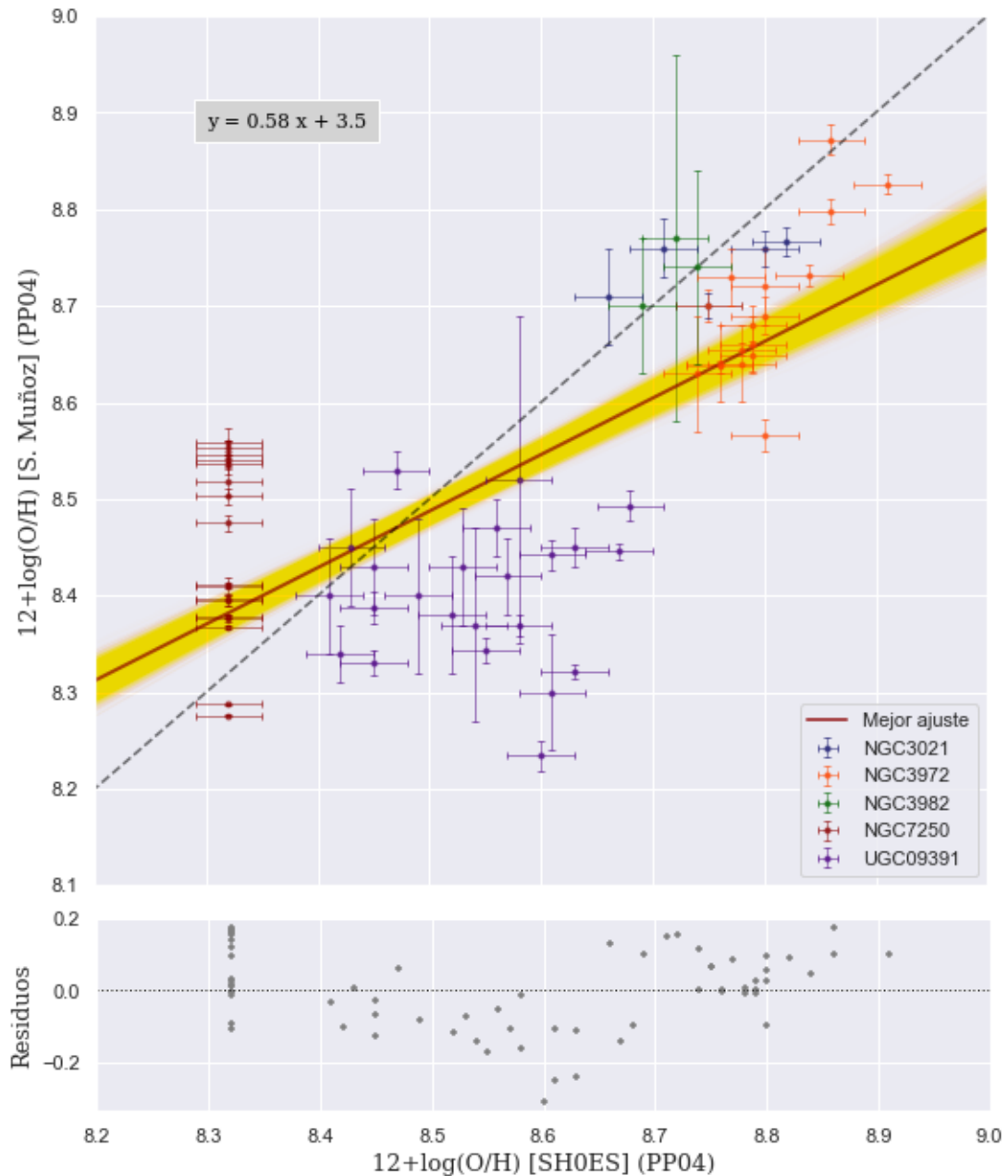


Figura 20: Medidas de metalicidad obtenidas en este trabajo frente a las empleadas para las mismas Cefeidas de las mismas galaxias en el proyecto SH0ES. Las líneas en amarillo se corresponden con los $N = 20000$ ajustes realizados, mientras que la línea roja es la recta de mejor ajuste determinada. La línea a trazos se corresponde con la recta $y = x$, representada como referencia.

NGC 7250 debería permanecer constante para todas las posiciones, en este trabajo no se ha obtenido tal cosa, de hecho se puede observar que la diferencia entre los valores más extremos es de aproximadamente 0.3.

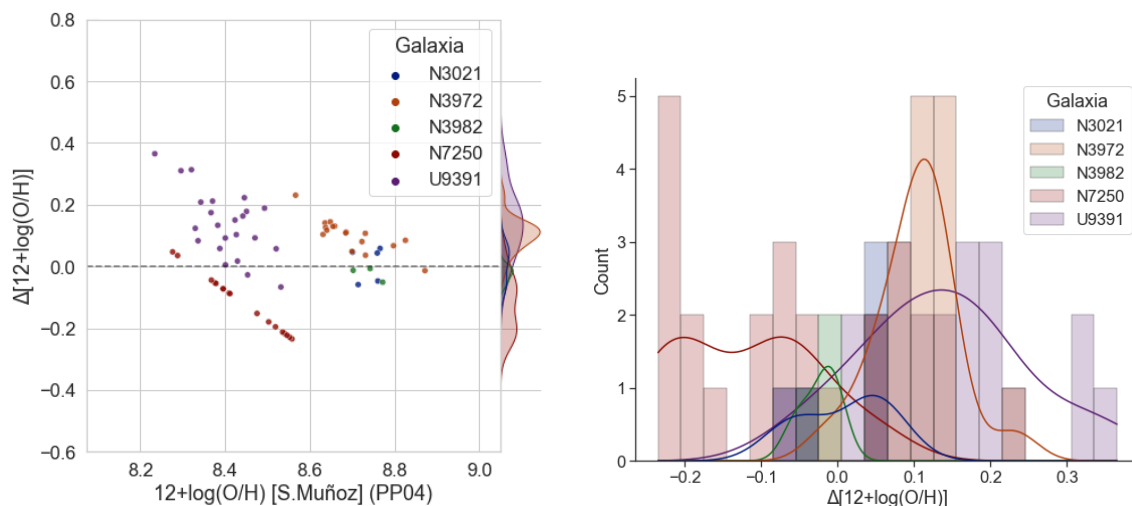


Figura 21: Diferencias entre los valores de metalicidad para cada galaxia, según colores de la leyenda. En la figura de la izquierda se representa una dispersión de estas diferencias frente a los valores obtenidos en este trabajo, marcando la línea a trozos en $y = 0$ que representan los valores ideales para los cuales no hay diferencia alguna entre las medidas, así, cuanto más cerca de esta línea se encuentren los puntos mejor es la relación. Por otro lado, en la figura de la derecha se muestran las diferencias en forma de histograma, donde se pueden apreciar en qué valores están centradas para cada galaxia.

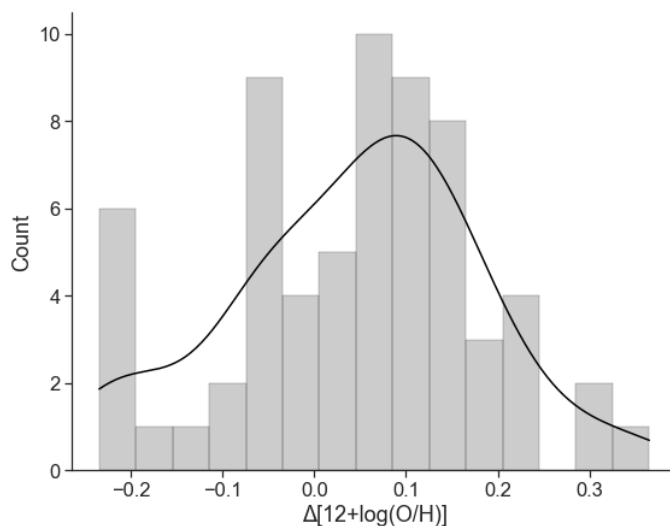


Figura 22: Histograma de las diferencias entre los valores de metalicidad en conjunto. Se aprecia que las diferencias generales están centradas aproximadamente en 0.1, aunque se observa en el extremo izquierdo como sobresale la barra correspondiente a los valores de la galaxia NGC 7250.

Para visualizar mejor la relación entre los valores de las metalicidades de ambos trabajos se ha determinado también la diferencia entre estas, $\Delta[12 + \log(\text{O}/\text{H})]$, y se han representado como dispersión y en un histograma (Figura 21). La interpretación es que cuanto menor sea esta diferencia, más parecidos entre sí son los valores de las metalicidades. Así, se observa que las galaxias que tiene mayor cantidad de valores distintos son la NGC 7250 y la UGC 9391, sin embargo, para esta última, la media de estos valores está cercana a 0.1, por lo que no supone mucha diferencia general. En cambio, en la galaxia NGC 7250, de hecho se pueden ver dos grupos de datos, uno centrado en -0.2 y otro más cercano a -0.1. Este primer grupo de datos se corresponde con las medidas de metalicidad más altas que se han obtenido en este trabajo para dicha galaxia, que además cuentan con los errores más grandes. Por otro lado, también cabe destacar que las galaxias que presentan menor diferencia entre valores de metalicidad son aquellas para las que se tienen menor número de posiciones de Cefeidas, la NGC 3021 y la NGC 3982, y quizás si se tuvieran más medidas la dispersión sería algo mayor como ocurre con el resto de las galaxias.

Asimismo, se ha realizado un histograma de estas diferencias sin distinguir entre galaxias, Figura 22, donde se puede ver que en general la dispersión entre las medidas es relativamente baja y centrada en 0.1, aunque se distingue una barra sobresaliente en el extremo izquierdo de la gráfica, la cual se corresponde con valores de la galaxia NGC 7250, así como cerca de -0.1, que también parece estar influenciada por dicha galaxia.

En vista de estos resultados, se decide eliminar los valores de la galaxia NGC 7250 y rehacer el ajuste entre metalicidades, que se puede visualizar en la Figura 23.

Es evidente que al eliminar los datos de esta galaxia la pendiente del ajuste entre las metalicidades es mucho más cercana a la unidad, 0.97 ± 0.06 , con una ordenada casi nula, como es de esperar si las metalicidades del proyecto SH0ES no presentan diferencias respecto a las determinadas en este trabajo. De hecho, se observa también que los residuos del ajuste son, en general, menores a los obtenidos en el primer ajuste de datos de la Figura 20.

No obstante, las medidas obtenidas en este trabajo para la galaxia eliminada, NGC 7250, presentan un error bajo, debido en parte al hecho de que se contaba con dos cubos de datos, y, como se vio en el apartado 4 los valores de metalicidad determinados por ambos cubos son muy similares. Por ello, se podría pensar que las estimaciones más ade-

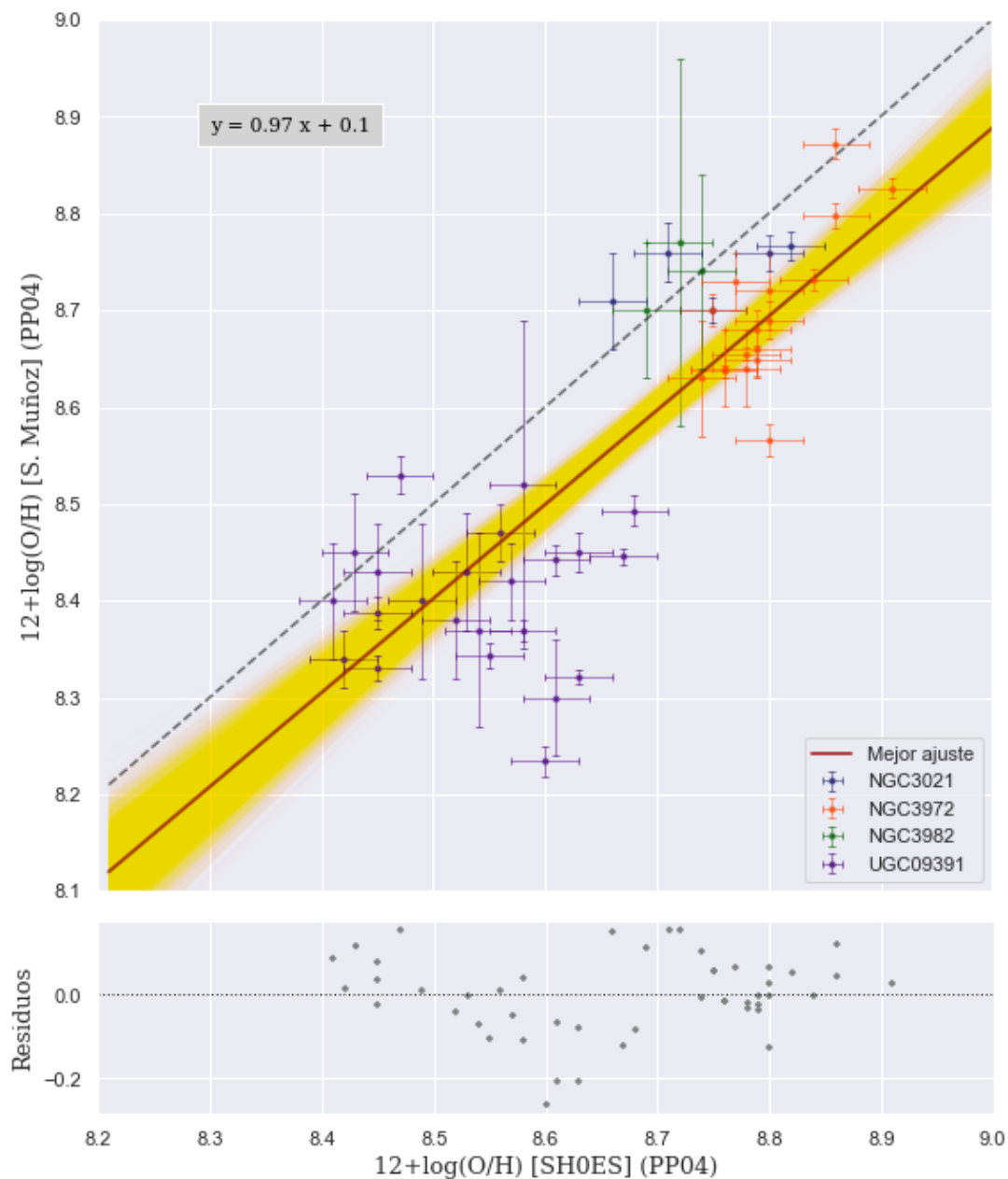


Figura 23: Medidas de metalicidad obtenidas en este trabajo, eliminando la galaxia NGC 7250, frente a las empleadas para las mismas Cefeidas de las mismas galaxias en el proyecto SH0ES. Las líneas en amarillo se corresponden con los $N = 20000$ ajustes realizados, mientras que la línea roja es la recta de mejor ajuste determinada. La línea a trazos se corresponde con la recta $y = x$, representada nuevamente como referencia.

cuadas de metalicidad para esta galaxia son las obtenidas en este trabajo, en lugar de las originales, así como que las metalicidades de las Cefeidas presentes en esta galaxia no son iguales entre sí, como fue considerado en el proyecto SH0ES, si no que realmente existe un gradiente de metalicidad.

6 Conclusiones

“Si el universo tardío y temprano no coinciden, tenemos que estar abiertos a la posibilidad de nueva física.”

Adam Riess

Este trabajo de fin de máster se realizó con la finalidad de probar si el método de obtención de las metalicidades para las Cefeidas del proyecto SH0ES, en el cual se hace una determinación de la constante de Hubble, es aceptable o si por el contrario debería revisarse para mejorar el resultado de H_0 . La importancia de esta investigación reside en la actual tensión de Hubble, ya que si no se consigue obtener un valor de H_0 para el cual los distintos métodos empleados converjan, quizás habría que hacer una revisión de la fiabilidad de estos e incluso plantear nueva física.

En relación al proyecto SH0ES, de este trabajo se puede concluir que su método de obtención de metalicidades, aunque mejorable, es correcto, ya que, obviando la galaxia NGC 7250, las metalicidades obtenidas de forma directa en este trabajo son similares a las que obtuvieron en dicho proyecto. Como mejora se puede proponer determinar las metalicidades de las galaxias pequeñas en lugar de establecer para ellas un gradiente constante. Aunque esto solo se hizo para dos galaxias de las 19 que se utilizaron en SH0ES.

Por otro lado, la metalicidad de las estrellas Cefeidas, a pesar de ser una de las medidas que mayor incertidumbre provoca en la determinación de la constante de Hubble, no es la única, y en este trabajo no se han encontrado diferencias importantes como para que se traduzcan en una variación considerable del cálculo de H_0 realizado por el proyecto SH0ES.

6.1 Trabajo futuro

Como trabajo futuro se propone una serie de mejoras para este trabajo:

- Determinar las metalicidades de las Cefeidas, tal y como se ha procedido en este trabajo, para las 19 galaxias del proyecto SH0ES, y comprobar si pudieran existir diferencias mayores a las encontradas aquí.

- Emplear observaciones no solo del instrumento PMAS si no también de MUSE (Multi Unit Spectroscopic Explorer), que es un espectrógrafo de campo integral colocado en el VLT (Very Large Telescope), en el hemisferio sur, y consta de una mejor resolución espectral.
- Con el fin de hacer una mejor determinación de las medidas, se propone hallar las distancias galactocéntricas de las Cefeidas para determinar así un gradiente entre la metalicidad y la distancia, y calcular estas empleando dicho gradiente.

Referencias

- [1] A. G. Riess et al., 1998.
Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant,
The Astronomical Journal, (116) 1009, DOI: [10.1086/300499](https://doi.org/10.1086/300499)
- [2] S. Perlmutter, 1999.
Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae,
The Astrophysical Journal, (517) 565, DOI: [10.1086/307221](https://doi.org/10.1086/307221)
- [3] E. Hubble, 1929.
A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae,
P.N.A.S., (15) (3) 168-173, DOI: [10.1073/pnas.15.3.168](https://doi.org/10.1073/pnas.15.3.168)
- [4] E. Harrison, 1993.
The redshift-distance and velocity-distance laws,
The Astrophysical Journal, (403) 28, DOI: [10.1086/172179](https://doi.org/10.1086/172179)
- [5] V.M. Slipher, 1917.
Nebulae,
Proceedings of the American Philosophical Society, (56) 403, Bibcode: [1917PAPhS..56..403S](https://ui.adsabs.org/abs/1917PAPhS..56..403S)
- [6] I. Morrison, 2008.
Introduction to Astronomy and Cosmology,
United Kingdom: John Wiley & Sons

- [7] W. L. Freedman, 2017.
Cosmology at a Crossroads: Tension with the Hubble Constant,
Nature Astronomy, **1** 0121, DOI: [10.1038/s41550-017-0121](https://doi.org/10.1038/s41550-017-0121)
- [8] A. G. Riess et al., 2016.
A 2,4% determination of the local value of the Hubble constant,
The Astrophysical Journal **826** 56, DOI: [10.3847/0004-637x/826/1/56](https://doi.org/10.3847/0004-637x/826/1/56)
- [9] A. G. Riess et al., 2009.
A Redetermination of the Hubble Constant with the Hubble Space Telescope from a Differential Distance Ladder,
The Astrophysical Journal **699** 539, DOI: [10.1088/0004-637X/699/1/539](https://doi.org/10.1088/0004-637X/699/1/539)
- [10] S. L. Hofmann, 2016.
Optical Identification of Cepheids in 19 Host Galaxies of Type Ia Supernovae and NGC 4258 with the Hubble Space Telescope,
The Astrophysical Journal **830** 10, DOI: [10.3847/0004-637X/830/1/10](https://doi.org/10.3847/0004-637X/830/1/10)
- [11] M. M. Phillips, 1993.
The absolute magnitudes of Type IA supernovae,
Astrophysical Journal Letters **413** (2): L105, DOI: [10.1086/186970](https://doi.org/10.1086/186970)
- [12] R. Tripp, 1998.
A two-parameter luminosity correction for Type IA supernovae,
Astronomy and Astrophysics **331** 815, Bibcode: [1998A&A...331..815T](https://ui.adsabs.org/1998A&A...331..815T)
- [13] Planck Collaboration, 2020.
Planck 2018 results. I. Overview and the cosmological legacy of Planck,
Astronomy & Astrophysics **641** A1, DOI: [10.1051/0004-6361/201833880](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833880)
- [14] D. J. Fixsen, 2009.
The temperature of the cosmic microwave background,
The Astrophysical Journal **707** 916, DOI: [10.1088/0004-637X/707/2/916](https://doi.org/10.1088/0004-637X/707/2/916)
- [15] G. F. Smoot et al., 1992.
Structure in the COBE Differential Microwave Radiometer First-Year Maps,
Astrophysical Journal Letters **396** L1: L105, DOI: [10.1086/186504](https://doi.org/10.1086/186504)
- [16] A. G. Riess et al., 2019.
Large Magellanic Cloud Cepheid Standards Provide a 1% Foundation for the Determination of the Hubble Constant and Stronger Evidence for Physics Beyond

- Λ CDM,
The Astrophysical Journal **876** 85, DOI: [10.3847/1538-4357/ab1422](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab1422)
- [17] Planck Collaboration, 2020.
Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters,
Astronomy & Astrophysics **641** A6, DOI: [10.1051/0004-6361/201833910](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833910)
- [18] G. Efstathiou, 2020.
A Lockdown Perspective on the Hubble Tension (with comments from the SH0ES team),
[arXiv:2007.10716](https://arxiv.org/abs/2007.10716) [astro-ph.CO]
- [19] A. G. Riess et al., 2021.
A Comprehensive Measurement of the Local Value of the Hubble Constant with 1 km/s/Mpc Uncertainty from the Hubble Space Telescope and the SH0ES Team,
[arXiv: 2112.04510](https://arxiv.org/abs/2112.04510)
- [20] M. Pettini & E.J. Pagel, 2004.
[O III]/[N II] as an abundance indicator at high redshift,
Monthly Notices of the Royal Astronomical Society **348** L59, DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.07591.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07591.x)
- [21] K. C. Wong et al., 2020.
H0LiCOW XIII. A 2.4% measurement of H0 from lensed quasars: 5.3 σ tension between early and late-Universe probes,
Monthly Notices of the Royal Astronomical Society **498**(1) 1420-1439, DOI: [10.1093/mnras/stz3094](https://doi.org/10.1093/mnras/stz3094)
- [22] L. Galbany et al., 2018.
PISCO: The PMAS/PKa integral-field supernova hosts compilation,
The Astrophysical Journal **855:107** (23 pp.), DOI: [10.3847/1538-4357/aaaf20](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aaaf20)
- [23] M. M. Roth et al., 2005.
PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. I. Design, Manufacture, and Performance,
Publications of the Astronomical Society of the Pacific **117** 620, DOI: [10.1086/429877](https://doi.org/10.1086/429877)
- [24] A. Kelz et al., 2006.
PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. II. The Wide Integral Field

- Unit PPak*,
Publications of the Astronomical Society of the Pacific **118** 129, DOI:
[10.1086/497455](https://doi.org/10.1086/497455)
- [25] S.F. Sánchez et al., 2016.
CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. IV. Third public data release ,
Astronomy & Astrophysics **594** A36, DOI: [10.1051/0004-6361/201628661](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201628661)
- [26] L. Bradley et al., 2021.
astropy/photutils: 1.0.2, DOI: [10.5281/zenodo.4453725](https://doi.org/10.5281/zenodo.4453725)
- [27] P. Schneider, 2006.
Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction,
Berlin: Springer, DOI: [10.1007/978-3-540-33175-9](https://doi.org/10.1007/978-3-540-33175-9)
- [28] L. Spitzer, 1998.
Physical Processes in the Interstellar Medium,
Wiley-VCH, DOI: [10.1002/9783527617722](https://doi.org/10.1002/9783527617722)
- [29] E. L. Fitzpatrick, 1999.
Correcting for the Effects of Interstellar Extinction,
Publications of the Astronomical Society of the Pacific **111** 63, DOI:
[10.1086/316293](https://doi.org/10.1086/316293)
- [30] K. Barbary, 2016.
extinction v0.3.0, DOI: [10.5281/zenodo.804967](https://doi.org/10.5281/zenodo.804967)
- [31] E. F. Schlafly & D.P. Finkbeiner, 2011.
Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD,
The Astrophysical Journal **737** 103, DOI: [10.1088/0004-637X/737/2/103](https://doi.org/10.1088/0004-637X/737/2/103)
- [32] R. Cid Fernandes et al., 2005.
Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies – I. Spectral synthesis method ,
Monthly Notices of the Royal Astronomical Society **358** 363, DOI: [10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x)
- [33] G. Bruzual & S. Charlot, 2003.
Stellar population synthesis at the resolution of 2003,

- Monthly Notices of the Royal Astronomical Society **344** 1000, DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x)
- [34] D. Foreman-Mackey et al., 2013.
emcee: The MCMC Hammer,
Publications of the Astronomical Society of the Pacific **125** 306, DOI: [10.1086/670067](https://doi.org/10.1086/670067)
- [35] D. E. Osterbrock & G.J. Ferland, 2006.
Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei,
University Science Books
- [36] D. Zaritsky et al., 1994.
H II Regions and the Abundance Properties of Spiral Galaxies,
The Astrophysical Journal **420** 87, DOI: [10.1086/173544](https://doi.org/10.1086/173544)
- [37] D. Alloin et al., 1979.
Nitrogen and oxygen abundances in galaxies,
Astronomy and Astrophysics **78** 200, Bibcode: [1979A&A....78..200A](https://ui.adsabs.org/1979A&A....78..200A)
- [38] L. J. Kewley & S.L. Ellison, 2008.
Metallicity Calibrations and the Mass-Metallicity Relation for Star-forming Galaxies,
The Astrophysical Journal **681** 1183, DOI: [10.1086/587500](https://doi.org/10.1086/587500)
- [39] A. G. Riess et al., 2009.
Cepheid Calibrations of Modern Type Ia Supernovae: Implications for the Hubble Constant,
The Astrophysical Journal Supplement **183** 109, DOI: [10.1088/0067-0049/183/1/109](https://doi.org/10.1088/0067-0049/183/1/109)