

UNIVERSIDAD DE LA LAGUNA

FACULTAD DE FÍSICA

DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA



TRABAJO DE FIN DE MASTER

Observación del achatamiento estelar usando interferometría de intensidad
con los telescopios MAGIC

Supervisores: Alicia López Oramas y Juan Cortina Blanco

Fernando Barnés Sánchez

Máster en Astrofísica

Curso académico 2023-2024

Convocatoria Julio 2024

Índice

Índice	1
1. Introducción	4
1.1. Objetivo	4
1.2. Rotadores rápidos	4
1.2.1. Geometría de una estrella	5
1.3. Plano UV y Position angle	6
1.4. Interferometría de Intensidad	7
1.5. Interferómetro MAGIC	11
2. Metodología	14
2.1. Adquisición de datos y obtención de V^2	14
2.1.1. Datos	16
2.1.2. Sensibilidad y significancia	16
2.2. Selección de Candidatos	17
2.2.1. Criterios de selección	17
2.2.2. Construcción del catálogo	18
2.3. El software: SIIcheduler	20
3. Resultados	21
3.1. Resultados selección de candidatos	21
3.2. Algoritmo de medición del achatamiento y aplicación a Gamma Cas	23
3.2.1. Deformación estelar en 1D	24
3.2.2. Deformación estelar en 2D	27
4. Discusión y Conclusiones	29
4.1. Catálogo MAGIC	29
4.2. Catálogo MAGIC+LST-1	30
4.3. Medidas del achatamiento de Gamma Cas	31
4.4. Conclusiones principales	33
5. Anexos	35
A. Tabla de Candidatos	35
B. Figuras de los mejores rotadores para observar con MAGIC	37
C. Gráficas de visibilidad frente al baseline agrupando datos por bins de $PA=20^\circ$	38

Acrónimos

ZBC	Zero baseline correlation
IACs	Imaging Atmospheric Cherenkov Telescopes
PMT	Photomultiplier
FWHM	Full Width at Half Maximum
FOV	Field of View
AC	Alternating Current
DC	Direct Current
S/N	ratio signal/noise
PA	Position Angle
MAGIC	Major Atmospheric Gamma Imaging Cherenkov
LST	Large Size Telescope
CHARA	Center for High Angular Resolution Astronomy
mas	miliarcoseconds

Resumen

Contexto. Las primeras estimaciones de los diámetros estelares se realizaron de manera indirecta a través del uso de modelos estelares a partir de parámetros como la luminosidad y la temperatura efectiva. Sin embargo, no fue hasta el año 1920 que comenzaron las primeras medidas directas de diámetros estelares con la llegada del interferómetro de fase a manos de Michelson. Posteriormente fue Robert Hanbury Brown y Richard Q. Twiss (Hanbury Brown, 1974) quienes comenzaron las primeras medidas de diámetros estelares usando interferometría de intensidad con un interferómetro construido en Narrabri, Australia. La interferometría de intensidad ha avanzado de manera espectacular en las últimas tres décadas, especialmente en lo que respecta a la resolución espacial, la sensibilidad y el número de baselines accesibles. Además, ha habido una mejora notable, aproximadamente de 100 veces, en la precisión de las mediciones interferométricas, tanto en fase como en amplitud, lo que le confiere a interferómetros como MAGIC o MAGIC+LST-1 la capacidad de obtener imágenes directas del achatamiento en estrellas de rápida rotación con buena resolución angular.

Introducción. Este trabajo comienza con una revisión teórica sobre los rotadores rápidos y su geometría, con el propósito de entender cómo la rotación influye en su morfología. Seguidamente, se presentan los conceptos básicos fundamentales en interferometría de intensidad, tales como el plano UV y el ángulo de posición (PA). Luego, se explica el principio de la interferometría de intensidad y cómo se puede determinar el diámetro estelar mediante una fórmula que relaciona la visibilidad, el baseline y el diámetro. Por último, se ofrece una descripción técnica de los telescopios MAGIC y su adaptación para funcionar como interferómetro.

Metodología. Aquí se detalla como obtener la amplitud normalizada por el cero baseline, es decir la visibilidad al cuadrado, desde la adquisición de datos por el interferómetro MAGIC, así como, el método para calcular los tiempos de detección. A continuación, se presentan los criterios de selección aplicados a dos catálogos para identificar los mejores candidatos a realizar observaciones interferométricas con los telescopios MAGIC, con el fin de elaborar un catálogo propio de rotadores rápidos. Entre ellos, se han tenido en cuenta, la declinación, la magnitud B, el diámetro angular, el achatamiento teórico, el rango de ángulo de posición, el tiempo de de-

tección y el ángulo cenital de los candidatos. Finalmente, la sección concluye con una introducción al software SIIcheduler y su relevancia en nuestro estudio.

Resultados. Como resultado de la construcción del catálogo para los telescopios MAGIC se hallaron dos rotadores rápidos que cumplían todos los criterios de selección: Gamma Cas y Delta Per. El algoritmo desarrollado para la medición del achatamiento comenzó con el agrupamiento de datos por PA, posterior ajuste a la función de Bessel y ajuste de los diámetros resultantes con un modelo de elipse. Finalmente, se optó directamente por realizar un ajuste de visibilidad en el plano UV con un modelo de elipse, por la mejor calidad en las incertidumbres de los parámetros estelares. Los resultados de este ajuste al rotador rápido Gamma Cas arrojó los siguientes resultados: diámetro angular mayor $\theta_{eq} = 0,0591 \pm 0,016$ mas, diámetro angular menor $\theta_{polar} = 0,501 \pm 0,017$ mas, fase inicial $\phi_0 = 16,4 \pm 11,6$ ° y achatamiento $\Omega = 0,181 \pm 0,052$.

Discusión y conclusiones. Discusión y exclusiones de candidatos en el catálogo MAGIC. Elaboración de un catálogo de rotadores rápidos para el interferómetro MAGIC+LST-1 con los mismos criterios de selección que para MAGIC. El catálogo se confeccionó a partir de la lista de 48 estrellas resultado de aplicar los criterios de selección de declinación, magnitud B y achatamiento. En este caso, se obtuvo 5 candidatos: Gamma Cas, Delta Per, Zeta Tau, 17 Tau y Beta CMi. Delta Per no se encontraba anteriormente en el catálogo de la colaboración MAGIC, y gracias a este estudio ha sido añadida. Por otro lado, se compararon y discutieron los resultados de medición de achatamiento de Gamma Cas de este trabajo con aquellos obtenidos por la colaboración MAGIC con el mismo conjunto de datos. También se comparan con los valores teóricos obtenidos por CHARA y Van Belle. Esta es la primera vez que se mide el diámetro estelar y el achatamiento de Gamma Cas.

Abstract

Context. The first estimation of stellar diameters were made indirectly through the use of stellar models based on parameters such as luminosity and effective temperature. However, it was not until 1920 that the first direct measurements of stellar diameters began with the arrival of the phase interferometer by Michelson. Later, it was Robert Hanbury Brown and Richard Q. Twiss (Hanbury Brown, 1974) who initiated the first measurements of stellar diameters using intensity interferometry with an interferometer built in Narrabri, Australia. Over the last three decades, intensity interferometry has advanced remarkably, especially regarding spatial resolution, sensitivity, and the number of accessible baselines. Additionally, there has been a significant improvement, approximately 100 times, in the accuracy of interferometric measurements, both in phase and amplitude, granting interferometers like MAGIC or MAGIC+LST-1 the ability to directly image the oblateness of rapidly rotating stars with good angular resolution.

Introduction. This work begins with a theoretical review of rapid rotators and their geometry, with the aim of understanding how rotation influences their morphology. Next, fundamental concepts in intensity interferometry, such as the UV plane and the position angle (PA), are presented. Then, the principle of intensity interferometry is explained, and how the stellar diameter can be determined using a expression that relates visibility, baseline, and diameter. Finally, a technical description of the MAGIC telescopes and their adaptation as an interferometer is provided.

Methodology. This section details how to obtain the normalized amplitude by the zero baseline correlation, i.e., the squared visibility, from data acquisition by the MAGIC interferometer, as well as the method to cal-

culate the detection time. Next, the selection criteria applied to two catalogs to identify the best candidates for interferometric observations with the MAGIC telescopes are presented, with the aim of developing our own catalog of rapid rotators. Among them, declination, B magnitude, angular diameter, theoretical oblateness, position angle range, detection time, and zenith angle of the candidates were taken into account. Finally, the section concludes with an introduction to the SIIcheduler software and its relevance to our study.

Results. As a result of constructing the catalog for the MAGIC telescopes, two rapid rotators that met all selection criteria were found: Gamma Cas and Delta Per. The algorithm developed for measuring oblateness began with data grouping by PA, subsequent fitting to the Bessel function, and fitting the resulting diameters with an ellipse model. Finally, visibility fitting in the UV plane with an ellipse model was opted for, due to better quality in the uncertainties of stellar parameters. The results of this fit for the rapid rotator Gamma Cas yielded the following results: major angular diameter $\theta_{eq} = 0,0591 \pm 0,016$ mas, minor angular diameter $\theta_{polar} = 0,501 \pm 0,017$ mas, initial phase $\phi_0 = 16,4 \pm 11,6$ ° and oblateness $\Omega = 0,181 \pm 0,052$.

Discussion and Conclusions. Discussion and Exclusions of Candidates in the MAGIC Catalog. A catalog of rapid rotators for the MAGIC+LST-1 interferometer was developed using the same selection criteria as for MAGIC. The catalog was compiled from a list of 48 stars resulting from applying the selection criteria of declination, B magnitude, and oblateness. In this case, 5 candidates were obtained: Gamma Cas, Delta Per, Zeta Tau, 17 Tau, and Beta CMi. Delta Per was not previously in the MAGIC collaboration catalog, and thanks to this study, it has been added. On the other hand, the oblateness measurement results of Gamma Cas from this work were compared and discussed with those obtained by the MAGIC collaboration using the same dataset. They are also compared with the theoretical values obtained by CHARA and Van Belle. This is the first time that the stellar diameter and oblateness of Gamma Cas have been measured.

1. Introducción

1.1. Objetivo

Observación de la deformación estelar mediante interferometría de intensidad utilizando los telescopios MAGIC. Primero, selección de los mejores candidatos según cobertura UV, diámetro estimado, tiempo de detección, magnitud en el azul y achatamiento teórico. Segundo, desarrollo de un algoritmo para obtener los parámetros importantes de la estrella a partir de un ajuste a los datos: diámetro menor, diámetro mayor, fase inicial y achatamiento. Y aplicación del algoritmo al rotador rápido Gamma Cas.

1.2. Rotadores rápidos

Los rotadores rápidos son generalmente estrellas masivas, con poca densidad y que giran tan rápido que sufren un ensanchamiento perpendicular al eje de rotación. Como resultado, el diámetro será diferente según la orientación estelar observada. Esto se traduce en la necesidad de conocer la orientación estelar en el plano UV (sección 1.3), ya que por ser un rotador rápido la forma de la visibilidad en este plano no será simétrica [1]. En los próximos apartados expondremos brevemente las nociones de ángulo de posición y cobertura UV.

Desde nuestra experiencia directa observando discos estelares, solamente el Sol, es casi una esfera perfecta: en promedio su radio mide $959,28 \pm 0,15$ arcosegundos y solo tiene una variación de $9,0 \pm 1,8$ mas desde el

ecuador al polo, lo que implica una deformación $(R_{eq}/R_{polar} - 1)$ de menos de 10^{-5} [2]. Para un gran número de estrellas este grado de deformación excede el 20% y en ciertos casos, el 30%. Indicios de esto han sido observados durante décadas en espectroscopía estelar, pero su observación directa no ha sido posible hasta hace poco.

La clave en la variación respecto de la esfericidad recae en la rápida rotación de la estrella. Como veremos más adelante, algunos objetos con masas mayores que nuestra estrella giran en torno a 10-60 veces más rápido, distorsionando así su forma.

La observación directa de estos esferoides oblatos ha sido una posibilidad tentadoramente cercana durante décadas, pero solo ha sido en los últimos 23 años que ha habido una convergencia suficiente de teoría, capacidad y técnica para que la imagen a niveles de resolución submillicosegundo sea posible. La primera toma de datos con interferómetros vino de la mano de análisis de espectroscopía de las estrellas a observar. Era importante conocer de antemano la velocidad de rotación gracias a la espectroscopía, para conocer los candidatos adecuados.

1.2.1. Geometría de una estrella

Para una estrella sin rotación y de masa M en equilibrio radiativo, su forma esférica uniforme de radio R se puede definir trivialmente en términos de una superficie equipotencial:

$$\Phi = constante = \frac{GM}{R} \quad (1.1)$$

Sin embargo, si la estrella rota, se debe añadir un término al potencial:

$$\Phi = constante = \frac{GM}{R(\theta)} + \frac{1}{2}\Omega^2 R(\theta)^2 \sin^2 \theta = \frac{GM}{R_{polo}} \quad (1.2)$$

donde θ es la colatitud, R_{polo} es el radio polar, Ω es la velocidad angular, and $R(\theta)$ es el radio según la colatitud. Este modelo es conocido como el modelo de Roche y es el que se muestra en la Figura 1. Como se observa en la figura, la deformación será máxima en el eje ecuatorial, pues es en esta zona que la velocidad lineal de rotación es máxima. Por el contrario, en el eje polar (eje de rotación) la velocidad lineal es nula, así que R_{polar} puede ser tratado como constante con respecto a la velocidad angular. Un tratamiento más adecuado de este fenómeno tiene en cuenta el decrecimiento del radio polar conforme la estrella se aproxima a la velocidad máxima.

La velocidad angular máxima crítica, Ω_{crit} , donde la aceleración centrífuga que va hacia afuera de la rotación iguala la aceleración gravitatoria que va hacia adentro, puede entonces escribirse como:

$$\Omega_{crit} = \sqrt{\frac{8}{27} \frac{GM}{R_{polo}^3}} \quad (1.3)$$

A esta velocidad de rotación la deformación es máxima, con $R_{eq,crit} = 3/2 R_{polo}$. Así, la velocidad angular se puede definir como:

$$\omega = \frac{\Omega}{\Omega_{crit}} \quad (1.4)$$

Finalmente, resolviendo para el potencial $\Phi(R_{polo}) = \Phi(R, \theta)$ mediante métodos trigonométricos se llega a

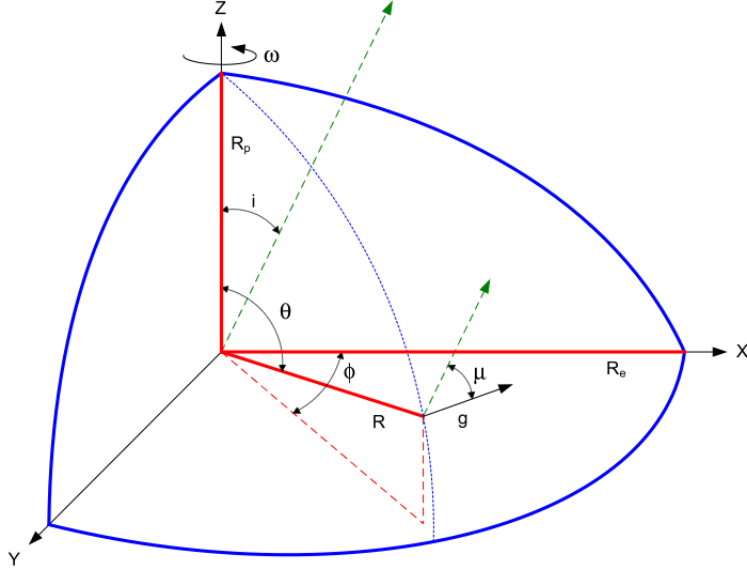


Figura 1: Ilustración de la geometría de rotadores rápidos: el observador se encuentra en el plano XZ, formando un ángulo i con el eje z . El radio polar R_p es el radio en la dirección del eje de rotación. La velocidad angular ω (y la masa estelar M) establece el radio ecuatorial R_e . El punto de la superficie estelar en la colatitud θ , longitud ϕ tiene un radio R y un vector de gravedad efectiva local \vec{g} , siendo μ el coseno del ángulo entre \vec{g} y el observador.

la expresión para el radio a cualquier colatitud θ para una velocidad angular dada ω :

$$R(\omega, \theta) = \frac{3R_{polo}}{\omega \sin \theta} \cos \left[\frac{\pi + \cos^{-1}(\omega \sin \theta)}{3} \right] \quad (1.5)$$

Owocski et al.(1994) [3] señalan que el uso de la forma de masa puntual para el potencial gravitatorio encontrado en la ecuación 1.2 ignora los componentes multipolares de alto orden que podrían surgir de la distribución de masa estelar distorsionada por rotación. Sin embargo, Orlov (1961) muestra que los modelos de estructura estelar politrópica que utilizan el potencial correcto producen un cambio de menos del 1% de los radios predichos por la ecuación 1.5. De dicha expresión se deduce que observar a colatitudes θ diferentes, implica medir diámetros angulares distintos.

1.3. Plano UV y Position angle

El plano UV se define como aquel plano perpendicular a la dirección del objeto observado y que interseca con el plano terrestre, cuyo origen de ordenadas será uno de los telescopios. La distancia entre ambos telescopios proyectada sobre este plano se define como el baseline. Las coordenadas (u,v) en el plano UV se definen como, $(u,v)=(x,y)/\lambda$ donde (x,y) son las coordenadas de los telescopios en el plano terrestre como se observa en la Figura 2. De esta forma el baseline se calcula a partir de las coordenadas (u,v) como:

$$d_{1,2} = \sqrt{u^2 + v^2} \quad (1.6)$$

Según la disposición de los telescopios con respecto a la fuente se observará a diferentes ángulos de la proyección estelar en el cielo, o como se conoce en interferometría position angles (PA). El convenio utilizado por los telescopios MAGIC es aquel que define el PA a partir del ángulo que forma el baseline y la línea U en el plano UV (ver Figura 3). La Figura 2 muestra cómo medir ángulos en el plano UV equivale a medir ángulos

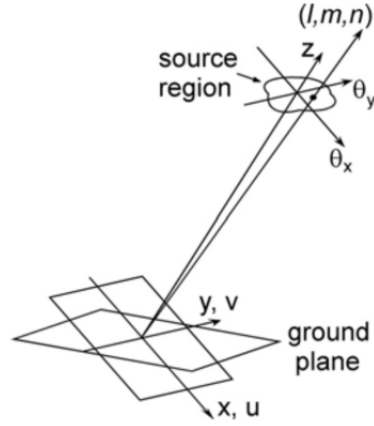


Figura 2: Representación geométrica del teorema de Van Cittert-Zernike donde (l, m, n) son los cosenos directores, (θ_x, θ_y) son las coordenadas angulares, (x, y) son las coordenadas terrestres y (u, v) son las coordenadas terrestres en unidades de longitud de onda, es decir, las coordenadas en el plano UV. [4]

en el plano de la fuente (θ_x, θ_y) . La importancia de este plano recae en el conocimiento de la colatitud estelar a la que se observa, es decir, el PA. El diámetro angular cambia según la colatitud observada, es por ello que es de vital importancia conocer las coordenadas (u, v) en cada medición. El PA se define como:

$$PA = \arctan\left(\frac{v}{u}\right) \quad (1.7)$$

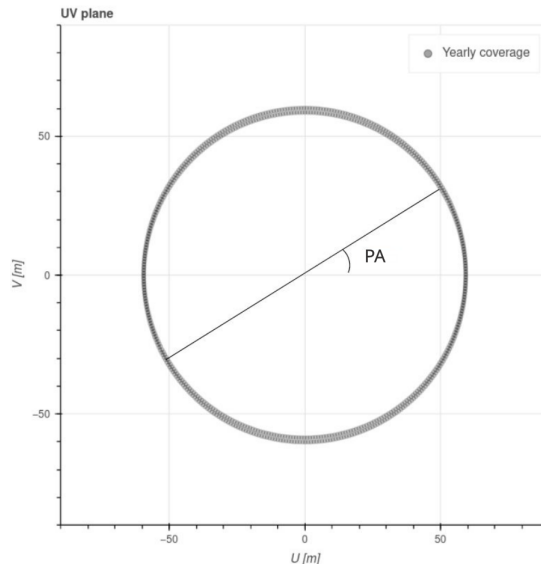


Figura 3: Convenio de position angle (PA) utilizado por MAGIC durante las medidas de interferometría. En gris se muestran las coordenadas (u, v) recorridas por una estrella de bajo ángulo cenital.

1.4. Interferometría de Intensidad

Los interferómetros ópticos convencionales, también llamados de fase o de amplitud, toman la luz de dos o más telescopios y la combinan, generando la interferencia. Típicamente, los criterios de interferencia incluyen mantener la calidad del frente de onda, la polarización y el camino óptico desde el punto de recolección de luz en los telescopios individuales, a través del sistema, hasta el punto de recombinación del haz. Moviendo uno de

los espejos del tren óptico, el camino óptico se modifica produciendo interferencia constructiva y destructiva a lo largo del barrido. Este patrón característico es conocido como franjas de interferencia. La visibilidad se puede representar en función de los máximos y mínimos de intensidad recibidos en el fotodetector como consecuencia de la interferencia constructiva y destructiva:

$$V = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} \quad (1.10)$$

La visibilidad de franjas es la observación de un interferómetro óptico y está directamente relacionada con el tamaño angular de los objetos que están siendo observados. El módulo de la visibilidad puede tomar diferentes formas dependiendo del perfil de brillo de la fuente. El caso mas simple es un disco circular iluminado uniformemente, para el cual la expresión se reduce a:

$$|V_{1,2}| = 2 \frac{J_1(\pi d_{1,2} \theta / \lambda)}{\pi d_{1,2} \theta / \lambda} \quad (1.12)$$

donde J_1 es la función de Bessel de primera clase, $d_{1,2}$ es el baseline entre detectores (distancia proyectada), θ es el tamaño angular del disco y λ es la longitud de onda efectiva.

Durante la observación de una fuente extensa de disco uniforme con dos telescopios, el diámetro estelar puede hallarse utilizando la expresión 1.12. Los parámetros λ y $d_{1,2}$ son conocidos y θ puede ser fácilmente inferido a partir de $V_{1,2}$ con la siguiente expresión:

$$\frac{g_{1,2}^{(2)} - 1}{g_0^{(2)} - 1} = \frac{|V_{1,2}(d)|^2}{|V_{1,2}(0)|^2} \quad (1.13)$$

donde $g_{1,2}^{(2)}$ y $V_{1,2}(d)$ son la correlación de intensidad de segundo orden y la visibilidad a cierto baseline d , respectivamente. Por otro lado, $g_0^{(2)}$ y $V_{1,2}(0)$ son las mismas funciones, pero a baseline 0. El término $g_0^{(2)}$ también se le conoce como correlación a cero baseline o ZBC, por sus siglas en inglés.

Con la correlación también podemos hallar otros parámetros interesantes como el contraste normalizado del patron visibilidad para un cierto baseline:

$$c(d) = g_{1,2}^{(2)} - 1 = \frac{\Delta f}{\Delta \nu} |V_{1,2}(d)|^2 \quad (1.14)$$

de la cual se obtiene:

$$\frac{c(d)}{c(0)} = |V_{1,2}(d)|^2 \quad (1.15)$$

donde $c(0)$ como indica la ecuación 1.14 es la correlación a baseline 0 (ZBC) modificada, en otras palabras, la correlación que se mediría de una fuente puntual a cualquier baseline. La señal normalizada por el ZBC hace que la visibilidad sea igual a 1 cuando el baseline es cero., cualquiera que sea el tamaño angular. El conjunto de datos de la correlación a cualquier baseline $c(d)$ normalizada por ZBC, es decir $|V_{1,2}(d)|^2$, frente al baseline proporcionará el diámetro angular de la estrella infiriendo este parámetro con la ecuación 1.12.

La idea detrás de la interferometría de intensidad es que un objeto de tamaño angular α , compuesto por

muchas fuentes emisoras incoherentes, produce un frente de onda moteado en la posición del observador con un tamaño típico de λ/α . Por lo tanto, un par de observadores a una distancia mucho menor que λ/α observan las mismas fluctuaciones de intensidad y tienen mayor probabilidad de observar en el mismo grupo de onda. Los observadores a distancias mayores tienen más probabilidades de observar desde diferentes grupos de onda y ver fluctuaciones menos correlacionadas. Lo cual, quiere decir que medir a baselines pequeños es significativo de una mayor coherencia espacial. En el caso de los MAGIC λ/α es de $\sim 87m$, por lo que, la distancia entre ambos telescopios (85 m) es apropiada para su uso como interferómetro.

La forma de una onda de luz de una fuente cuasi monocromática ($\delta\omega/\omega_0 \ll 1$), se puede describir como la suma de ondas sinusoidales entre frecuencias de ω y $\omega_0 \pm \delta\omega$. Por otro lado, el tiempo de coherencia $\tau_c = 1/\delta\omega \simeq \lambda^2/(c\Delta\lambda)$ es el tamaño temporal típico de un grupo de onda y por tanto, tiempo durante el cual se espera que duren las fluctuaciones de intensidad y que la fase sea constante. Por ejemplo, como el tiempo entre las medidas A1 y A2 es menor que el tiempo de coherencia (ver Figura 4), $\tau < \tau_c$, probablemente se encuentran en el mismo grupo de onda. Además poseen una magnitud similar, por lo tanto, la correlación será fuerte. En contraste, las medidas B1 y B2 se encuentran a tiempos mayores que el tamaño típico del grupo de onda, por lo que, las probabilidades de que las desviaciones tengan el mismo signo o signos opuestos se vuelven iguales, y la correlación entonces es insignificante.

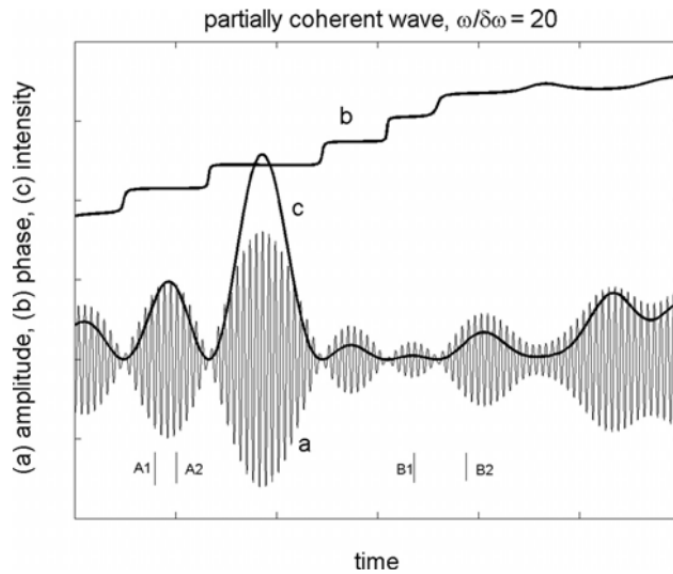


Figura 4: Onda parcialmente coherente simulada por ondas superpuestas con frecuencias aleatorias de anchura 0.05 veces la frecuencia central. (a) muestra la amplitud, (b) la fase, y (c) la intensidad fluctuante de la onda [4]

En el caso del interferómetro MAGIC el tiempo de coherencia τ_c es de ~ 24 femtosegundos, por lo que, si quisiéramos medir fluctuaciones de intensidad totalmente correlacionadas en los dos telescopios, tendríamos que muestrear la intensidad de la luz en los dos telescopios cada 24 fs. Actualmente MAGIC es capaz de alcanzar resoluciones de 250 MS/s, es decir, 2 nanosegundos por muestra, por lo que conseguir luz totalmente coherente es imposible. Sin embargo, las fluctuaciones de intensidad todavía son parcialmente coherentes incluso con muestras de 2 ns. El factor de correlación no será 1, pero sí un valor significativo, mayor de 0 y medible.

La correlación entre fluctuaciones de intensidad relaciona las propiedades físicas de la fuente mediante el teorema de Van Cittert-Zernike [4]: cuando se observa una fuente térmica (no coherente) a través de una banda espectral estrecha, la coherencia de la luz medida entre dos puntos de la fuente es proporcional a la transformada de Fourier del patrón de intensidad a la distancia en unidades de longitud de onda. En el caso de luz no polarizada la expresión es la siguiente:

$$g_{1,2}^{(2)} = \frac{\langle I_1(t) I_2(t + \tau) \rangle_t}{\langle I_1(t) \rangle \langle I_2(t + \tau) \rangle_t} = 1 + \frac{\Delta f}{\Delta \nu} |V_{1,2}(\tau)|^2 \quad (1.11)$$

donde $g_{1,2}^{(2)}$ es la función de correlación de segundo orden, $I_i(t)$ es la intensidad de la luz en el punto i en el tiempo t , τ es el retraso temporal (delay) entre medidas (por la diferencia de camino óptico entre los detectores), Δf es la anchura de la banda electrónica, $\Delta \nu$ es la anchura frecuencial de la luz recibida y $V_{1,2}(\tau)$ es la transformada de Fourier del patrón de intensidad de la fuente, comúnmente llamado visibilidad. Concretamente se trata de la coherencia mutua de primer orden normalizada.

La ecuación 1.11 describe el módulo de la visibilidad en términos de la distribución de intensidades I_i . Dado que esta expresión contiene el modulo de la visibilidad, la información de la fase se pierde [1]. Si se quiere reconstruir la fase es necesario el uso de al menos 3 fotodetectores. Reconstruir la fase mediante interferometría es un reto que hasta día de hoy no se ha llevado a cabo, dado su complejidad y el poder recolector de luz necesario. Por otra parte, los dos telescopios MAGIC (sección 1.5) recogen datos de interferometría ahora mismo junto al Large-Sized Telescope (LST-1), lo que supone una configuración de 3 fotodetectores. Aun así estos telescopios todavía no están preparados para extraer la fase del frente de onda.

La Figura 5 muestra un ejemplo de la curva de visibilidad para diferentes estrellas con distinto diámetro angular. A medida que el tamaño de la fuente aumenta, la curva del baseline decae más rápidamente llegando a valores muy bajos de la visibilidad a baseline pequeño, como es el caso de α -Lyrae, cuyo diámetro angular es $\sim 6 mas$. Una configuración fija de dos telescopios dispuestos a distancias grandes, sería solo capaz de observar a tan bajo baseline a alto ángulo cenital.

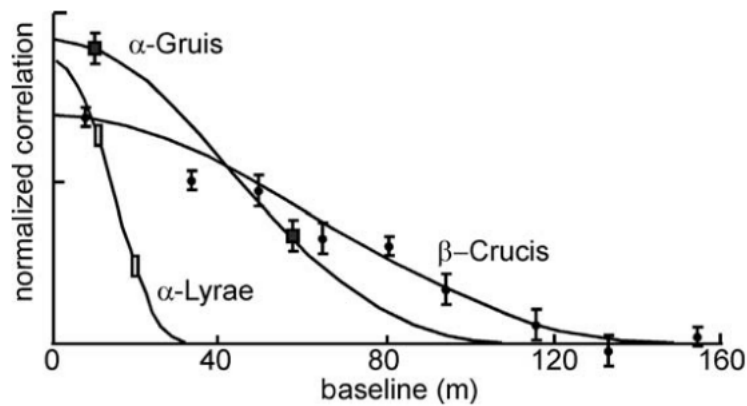


Figura 5: Correlación normalizada (visibilidad al cuadrado) de tres estrellas de diferente tamaño angular. Muestra la dependencia de la caída de la curva de visibilidad con el diámetro angular. Los datos se muestran junto con su barra de error y la curva es el resultado de ajustar los datos a la ecuación 1.12 [4].

La reconstrucción de la distribución de brillo de la fuente puede realizarse fácilmente con las medidas de correlación a diferentes baselines, utilizando el método mencionado anteriormente.

Para un disco uniformemente iluminado (como lo es una estrella no deformada), dado que tiene simetría radial, solo es necesario obtener la correlación a diferentes baselines para realizar la inferencia del diámetro angular haciendo uso de la ecuación 1.12. Para el caso de discos deformados (rotadores rápidos) no solo es necesario obtener la correlación a diferentes baselines, sino que se debe realizar este procedimiento a diferentes ángulos de posición para conocer la deformación estelar.

Como vimos anteriormente la coherencia se pierde cuantos más puntos emisores en la estrella se consideren (es decir, diámetro angular estelar mayor) y mayor rango espectral. Por lo que una buena elección del filtro pasabanda será esencial para optimizar la cantidad de fotones coherentes. La anchura espectral y longitud de onda central del filtro se deben adaptar a la curva de eficiencia cuantica de los fotodetectores: si se toma una anchura mayor deberíamos tener en cuenta la distribución espectral de energía de la estrella, y además, dado que en interferometría se trabaja con estrellas muy brillantes, existe el riesgo de que los fotomultiplicadores se rompan. Por otro lado, usando filtros demasiado estrechos la forma de la función espectral de transmisión del filtro deja de ser cuadrada, y por tanto, disminuye la coherencia temporal.

1.5. Interferómetro MAGIC

MAGIC es un sistema compuesto por dos telescopios Cherenkov localizados en el observatorio del Roque de los Muchachos en la isla de La Palma. Cada uno está equipado con un espejo primario parabólico de 17 m de diámetro y fotomultiplicadores de alta velocidad. Los telescopios inicialmente se utilizaban solo para detectar fuentes de rayos gamma muy energéticos con energías comprendidas entre unas decenas de GeV hasta unas decenas de TeV. Posteriormente, fue adaptado como interferómetro en 2021, y desde entonces se toman datos de interferometría regularmente. Estas modificaciones permiten cambiar rápidamente entre observaciones de rayos gamma de muy alta energía a observaciones de interferometría en cuestión de segundos [5]. Durante el cambio de modo, es necesario reenfocar el telescopio desde unos 10-12 km, que es en promedio la distancia a la que se produce la cascada de partículas hasta el infinito para la observación estelar.

Espejos

Los espejos primarios de MAGIC están constituidos por aproximadamente 250 subespejos de 1 m^2 . El espejo primario tiene una longitud focal de 17 m. Debido a que los espejos están montados sobre un marco ligero de fibra de carbono y tubos de aluminio, la forma del reflector se deforma con la elevación, y cada subespejo está equipado con dos actuadores para compensar esta deformación. Este conjunto tiene la capacidad de enfocar la luz recogida por los espejos en un solo píxel o tubo fotomultiplicador (PMT de sus siglas en inglés) [6]. El software de control activo de espejos (AMC) es capaz de enfocar todo el reflector o grupos de subespejos a ciertas posiciones en el plano focal de la cámara (dentro de un círculo de aproximadamente 1 grado de radio) en pocos segundos.

Aproximadamente el 70 % de la luz de una fuente puntual es enfocada en un píxel. Podemos definir archivos de configuración que indiquen qué paneles se enfocan en qué píxeles de la cámara. La toma de datos de interferometría se puede realizar en tres modos de observación diferentes: enfocando el espejo completo en un píxel (normalmente en el píxel 251 o 260), enfocando la mitad del espejo en el píxel 251 y la otra mitad en el píxel 260 (“observaciones de tablero de ajedrez”), y por último, enfocando conjuntos de subespejos (12-21 paneles) en cada uno de los píxeles (Figura 6), lo cual nos permite tomar datos a baseline pequeños como lo requieren estrellas de diámetros angulares grandes (1,5-3 mas). Este método nos proporciona datos de interferometría a baselines menores de 17 m, por lo que, es una forma de medición casi directa del ZBC.

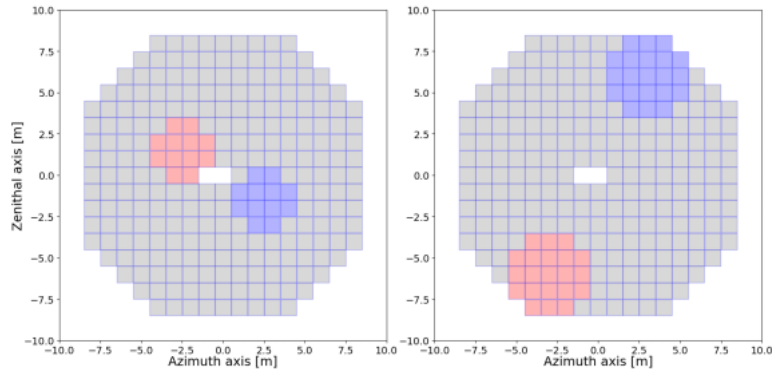


Figura 6: Ejemplos de dos tipos de configuraciones de los subespejos de los telescopios MAGIC. Cada uno de los espejos tiene una superficie de $1 m^2$. Se muestra en rojo(azul) el conjunto de espejos enfocados en el primer(segundo) píxel que conecta con el correlador. En el primer panel cada conjunto tiene un area de $12 m^2$ y en el segundo un area de $21 m^2$

Filtros ópticos

Vimos anteriormente que es necesario montar filtros de banda estrecha delante de los píxeles que van conectados al correlador para aumentar la coherencia temporal de las señales, pero este no es el único motivo. Realizar observaciones de estrellas brillantes u observar durante la fase lunar brillante sin filtro dañaría los PMTs. Hay que recalcar que una respuesta espectral del filtro con cortes espectrales bien definidos mejora la sensibilidad de la medición. Los telescopios MAGIC utilizan filtros fabricados por Semrock modelo 425-26nm, cuya curva de transmisión espectral está centrada en 425 nm y tiene una FWHM de 25 nm. Aunque, dado que la f/D es pequeña para los MAGIC y la luz no entra exactamente perpendicular a los filtros la curva de transmisión se ve afectada, y se desplazará hacia longitudes de onda más cortas, y los flancos de subida y bajada se harán más anchos. En la Figura 7 se representa la curva real de transmisión. Los filtros tienen un diámetro de 50 mm y están sostenidos por una montura enfrente del píxel.

Detección de luz y transmisión de la señal

Los telescopios MAGIC están equipados cada uno de ellos con un conjunto de 1039 PMTs. Los PMTs tienen un diámetro de 25,4 mm y 6 dínodos, y los centros de cada uno están separados 30 mm uno del otro, que corresponde a $0,1^\circ$ de campo de visión (FoV; field of view). Un cono Winston de forma hexagonal, está montado delante de cada PMT (ver Figura 8).

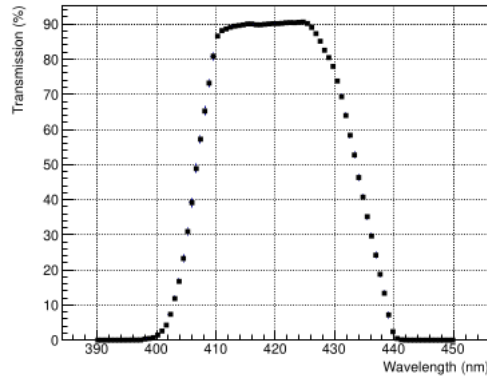


Figura 7: Curva de transmisión del filtro óptico Semrock 425-26nm para los MAGIC

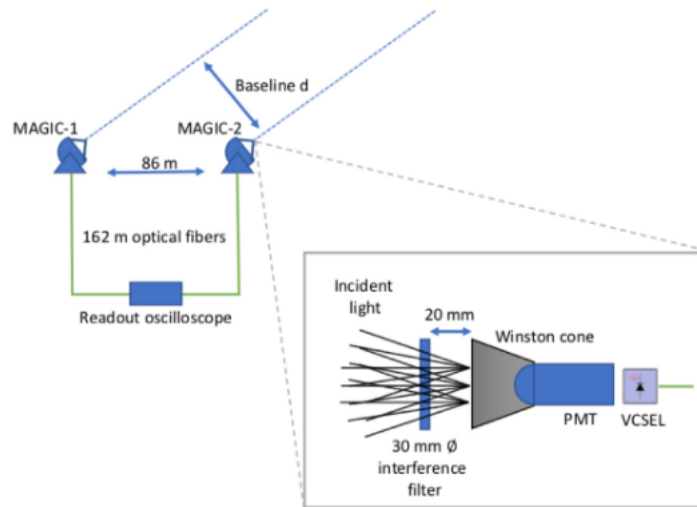


Figura 8: Esquema de los telescopios MAGIC y algunos de los nuevos componentes para su uso como interferómetro. [7].

Los voltajes de los PMTs para el cátodo y los dínodos son generados por un convertidor DC-DC Cockroft-Walton, que puede proporcionar hasta 1250 V de voltaje pico. Las señales eléctricas se amplifican (acoplamiento AC, amplificación de $\sim 25dB$) y luego se transmiten a través de fibras ópticas independientes mediante láseres emisores de superficie de cavidad vertical (VCSELs). En promedio, la anchura a media altura (FWHM) de cada pulso mide 2,5 ns. La señal es convertida después en señal eléctrica al final de la fibra, en la sala de control. Las fibras tienen un tamaño aproximado de 162 m.

Digitalizador y correlador

La sala de control de MAGIC dispone de un correlador diseñado para procesar en tiempo real los datos capturados por dos placas digitalizadoras rápidas. Cada digitalizador maneja dos canales, proporcionando una tasa de muestreo simultáneo de hasta 500 MS/s con una resolución de 14 bits por muestra. El primer digitalizador está conectado a los canales A y B, y el segundo a los canales C y D. Estos 4 canales están conectados a los píxels 251 y 260 de los dos telescopios.

El correlador está implementado en un servidor de computación con hardware comercial: dos procesadores

(20 núcleos en total), SSDs para acceso rápido y HDDs para almacenamiento a largo plazo y pruebas, y una GPU Nvidia Tesla V100. La GPU elegida es el modelo PCIe 3.0x16 con 5120 núcleos, 32 GB de RAM HBM2 y 14 TFLOPs de rendimiento en precisión simple.

El software del correlador calcula la correlación como una función del delay entre pares de canales en una amplia ventana de delays mediante el teorema de la convolución en el espacio de Fourier, utilizando la Transformada Rápida de Fourier (FFT).

2. Metodología

Esta sección detalla los procedimientos desde la adquisición de datos hasta la obtención de la amplitud normalizada por el Zero Baseline Correlation (ZBC), conocida como visibilidad, así como el método para determinar la significancia de la señal y los tiempos de detección. A continuación, se presentan los criterios de selección aplicados a dos catálogos para identificar los mejores candidatos a realizar observaciones interferométricas con los telescopios MAGIC, con el fin de elaborar un catálogo propio de rotadores rápidos. Finalmente, la sección concluye con una introducción al software SIHcheduler y su relevancia en nuestro estudio.

2.1. Adquisición de datos y obtención de V^2

Como se mencionó en la sección anterior la corriente de la señal amplificada de los MAGIC está acoplada en AC. Frecuencias por debajo de los 10 kHz están muy atenuadas, lo que significa que no conocemos los valores de $I_1(t)$ o $I_2(t)$ [7]. Por lo que, no se puede calcular un valor absoluto de $g_{1,2}^{(2)}$ ni de $c(d)$. Sin embargo, el objetivo no es medir $c(d)$, sino $c(d)/c(0)$ (ecuación 1.15) frente al $\text{baseline}(d)$ y hacer un ajuste a los datos para inferir el diámetro angular de la estrella haciendo uso de la ecuación 1.12. A priori parece sencillo, pero el proceso de obtención de $|V_{1,2}(d)|^2$ se vuelve arduo sin los valores de la DC de $I_1(t)$ e $I_2(t)$.

La alternativa es calcular el coeficiente de correlación de Pearson ρ

$$\rho(\tau) = \frac{\langle (I_1(t) - \langle I_1 \rangle)(I_2(t + \tau) - \langle I_2 \rangle) \rangle}{\sqrt{\langle (I_1(t) - \langle I_1 \rangle)^2 \rangle} \sqrt{\langle (I_2(t) - \langle I_2 \rangle)^2 \rangle}} \quad (2.1)$$

donde $I_i(t) - \langle I_i \rangle$ son nuestras medidas directas con el Interferómetro MAGIC y el índice i hace referencia al telescopio. Se puede utilizar ρ y su incertidumbre para establecer la fuerza de la señal correlada.

Por otro lado, $\langle I_i \rangle$ son proporcionales a la corriente de ánodo de los fotodetectores (mencionado comunmente como DC_1 para MAGIC-1 y DC_2 para MAGIC-2), cuyo factor de proporcionalidad se mantiene fija tanto como se mantenga fija la ganancia de los PMTs:

$$I_i(t) - \langle I_i \rangle \propto DC_i$$

y dado que las fluctuaciones de I_1 e I_2 son Poissonianas, por tanto, proporcionales a la raíz cuadrada de las corrientes de anodo:

$$\sqrt{\langle (I_i(t) - \langle I_i \rangle)^2 \rangle} \propto \sqrt{DC_i}$$

y como consecuencia:

$$c = K \frac{\rho}{\sqrt{DC_1 DC_2}} \quad (2.2)$$

donde K es una constante si la ganancia de los PMTs (i.e. el alto voltaje) permanece constante. DC_1 y DC_2 apenas cambian en escalas de unos pocos segundos, pero dependen fuertemente de la estrella y las condiciones de observación en escalas de tiempo mayores. En MAGIC DC_1 y DC_2 son medidas cada segundo. Es importante que el alto voltaje permanezca constante durante la exposición para poder hacer uso de la ecuación 2.2. Y así sucede para los MAGIC, variando muy poco con los meses, por lo que no será necesario tener en cuenta la ganancia de los PMTs. Los datos se toman en subruns de 5 min, y después se combinan entre sí para obtener una mejor S/N.

El objetivo es determinar $c(d)/K$ para una estrella dada a lo largo de baselines amplios utilizando la ecuación 2.2. Dicha ecuación se puede reescribir haciendo uso de la ecuación 1.15 como:

$$|V_{1,2}(d)|^2 = K \frac{\rho}{\sqrt{DC_1 DC_2}} \quad (2.3)$$

En la sección 1 vimos como inferir el diámetro angular de la estrella a partir de la visibilidad al cuadrado $|V_{1,2}(d)|^2$ haciendo uso de la ecuación 1.12, pero ésta era una incognita más. Ahora, haciendo uso de la ecuación 2.3 somos capaces de hallar el diámetro angular.

Dado que los valores DC_1 y DC_2 deben ser únicamente producto de la luz de la estrella, es necesario extraer la DC asociada al fondo de cielo (principalmente debido a la luna). Esta medida del ruido de fondo se realiza de manera simultánea utilizando PMTs dedicados a dicho fin. La fácil extracción del ruido de fondo de cielo de las observaciones es motivo de que la mayoría de ellas se realicen exclusivamente durante los periodos de luna brillante (durante las cuales no se realizan observaciones de rayos gamma).

La Figura 9 muestra un ejemplo de correlación para una observación de 10 min del rotador rápido Gamma Cas, empleando el método descrito anteriormente. Ajustando $\rho(\tau)$ a una gaussiana, se pueden obtener parámetros como el retraso y la amplitud de la gaussiana para estimar el factor de correlación de la observación [6]. La incertidumbre se estima a partir de las fluctuaciones de ρ en un rango de retraso donde no se espera señal. Estas fluctuaciones son debidas a correlaciones electrónicas espúreas. El factor de correlación ρ es calculado simultáneamente para un gran rango de retrasos durante la observación. El método consiste en correlar las señales recibidas por cada telescopio utilizando el teorema de convolución en el espacio de Fourier. De esta forma se obtiene un pico en la zona de tiempos donde el número de fotones coherentes es mayor que el resto. La intensidad y anchura del pico dependerá del número de fotones coherentes correlados y la distribución de los mismos en los intervalos temporales. El retraso corresponde a la diferencia de tiempos entre una señal y otra. Normalmente se normalizan a 0 durante la toma de subruns por comodidad, ya que aparte del retraso entre telescopios también existe un retraso por la diferencia de extensión entre las fibras ópticas que llegan al correlador.

Otro parámetro importante para la obtención de V^2 es el ZBC. Puede ser extraído del ajuste de correlación frente a baseline de estrellas de diámetro bien conocido, llamadas calibradores, obteniendo así el valor de la constante K , el último parámetro desconocido en la ecuación 2.2. Por este motivo, durante la observación de rotadores rápidos es necesario la toma de datos de al menos un calibrador.

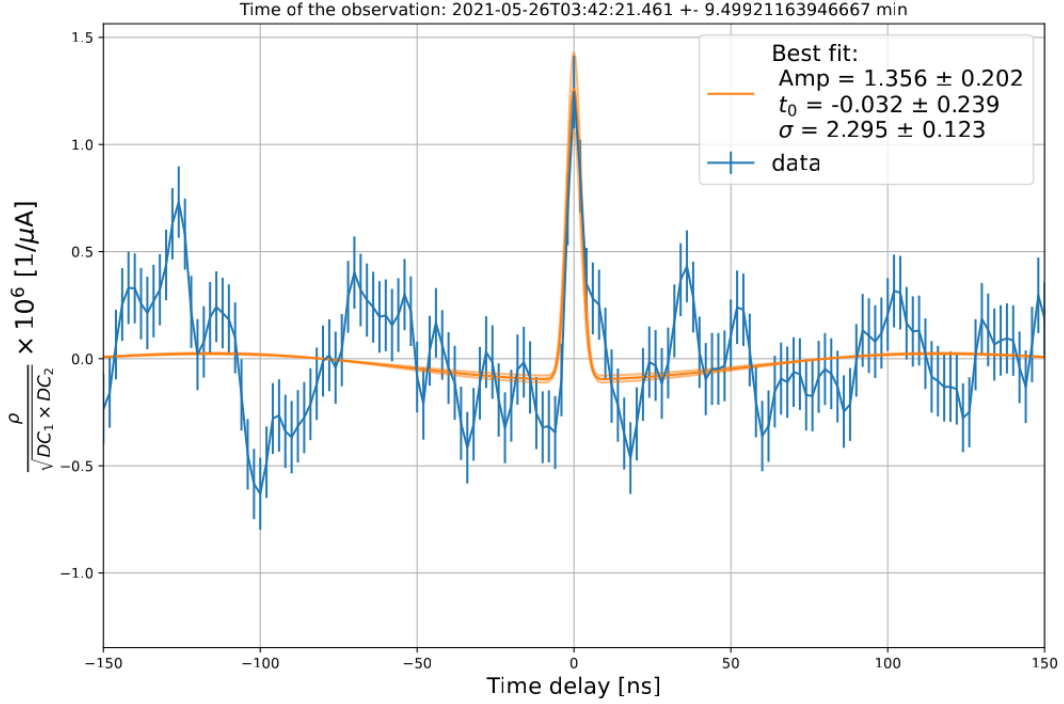


Figura 9: Factor de correlación de Pearson en función del retraso entre las señales de los PMTs durante la observación de Gamma Cas normalizado por las corrientes DC de los píxeles utilizados. El retraso cero corresponde al retraso esperado entre los píxeles conectados al correlador. En azul se han dibujado los datos e incertidumbres y en naranja el ajuste a una gaussiana centrada alrededor del retraso esperado. Figura extraída del conjunto de datos de Gamma Cas en el año 2023 obtenida por el grupo de interferometría de MAGIC.

2.1.1. Datos

Se me ha provisto de un conjunto de datos de 52 observaciones desde 2021 hasta finales de 2023 del rotador rápido Gamma Cas con una duración promedio de 20 min cada una, y un total aproximado de 16 horas. El cual incluye información importante como el retraso, el tiempo observado, la anchura de la gaussiana, la amplitud del parámetro de correlación de Pearson, la fecha de observación, las coordenadas UV, el baseline y la visibilidad al cuadrado junto con sus incertidumbres. Utilizaremos algunos de ellos para calcular el diámetro estelar y el achatamiento.

2.1.2. Sensibilidad y significancia

La significancia de la señal medida y la sensibilidad se puede calcular exclusivamente con el parámetro de correlación de Pearson ρ . La ecuación de la significancia se puede escribir como:

$$S/N = A \alpha(\lambda_0) q(\lambda_0) n(\lambda_0) |V|^2(\lambda_0, d) \sqrt{b_\nu} F^{-1} \sqrt{T/2} \sigma \quad (2.4)$$

donde A es el área del espejo, $\alpha(\lambda_0)$ es la eficiencia cuántica (QE) de los PMTs para la longitud de onda central del filtro λ_0 , $q(\lambda_0)$ es la QE de la óptica restante, $n(\lambda_0)$ es el flujo diferencial de fotones de la estrella, b_ν es el ancho de banda eléctrica de correlación cruzada efectiva, F es el factor de ruido excesivo del PMT y T es el tiempo de observación [6]. Finalmente, σ es la distribución espectral normalizada de la luz después

del filtro. σ sería igual a 1 si la curva de transmisión del filtro fuera una función rectángulo y el espectro de la luz fuera plano. Como muestra la Figura 7 este valor para los MAGIC es de $\sim 0,87$. Se asume que ambos telescopios son idénticos y que los efectos de la luna han sido totalmente eliminados, así como el ruido de lectura. Todos ellos, son bien conocidos, pero $|V|^2$ puede no ser el esperado. Diversos son los factores que pueden estar modificando la curva de visibilidad esperada durante la observación: mal enfoque al pasar de observación de rayos gamma a interferometría, diámetro estelar estimado através de modelos, valor de la extinción atmosférica imprecisa, ganancia de los PMTs variable, etc. Así pues, en la práctica se sobreestiman los tiempos de detección.

La ecuación 2.5 se emplea para calcular el tiempo de detección esperado para las estrellas candidatas. Se establecerá el tiempo de detección como aquel necesario para que la significancia alcance los 5σ .

2.2. Selección de Candidatos

En esta sección se examinan los candidatos mas idóneos a rotadores rápidos para hacer observaciones de interferometría de intensidad con los telescopios MAGIC, con el objetivo de medir la deformación estelar (achatamiento u oblateness) de rotadores rápidos.

2.2.1. Criterios de selección

Se tendrán en cuenta los siguientes criterios de selección para optimizar el tiempo de observación y asegurar buenos resultados:

- Declinación $> -30^\circ$: La posición geográfica de los telescopios MAGIC en el Observatorio del Roque de los Muchachos solo permite observar las estrellas del hemisferio norte. Estrellas con declinación $< -30^\circ$ tendrán ángulos cenitales muy grandes durante todo el año como para realizar observaciones de calidad.
- Magnitud B < 5 : Mayor luminosidad implica mejor S/N, por lo que alcanzar la significancia deseada (5σ) es mas rápido. Sin embargo, el brillo aparente ya se tiene en consideración cuando se calcula el tiempo de detección, así que, este corte de magnitud solo es empleado en la primera criba de candidatos.
- Diámetro angular $> 0,3$: No imponemos una cota superior, pues serán la contribución de la magnitud, el baseline, la extinción y el diámetro angular la que determinen el tiempo de detección, aunque, es óptimo utilizar configuraciones especiales para estrellas de diámetro angular grande (véase la sección 1.5). Parámetro que tomaremos como referencia, para decidir si un candidato es adecuado o no. El motivo de imponer una cota inferior es que el ajuste a la función de Bessel para estrellas de diámetro angular tan pequeño no es práctico, pues su curva de visibilidad cae muy suave.
- Achatamiento $> 0,18$: El propósito de este estudio es determinar con precisión la deformación estelar o achatamiento y se puede definir como:

$$\Omega = \frac{\theta_{eq}}{\theta_{polar}} - 1 \quad (2.5)$$

donde θ_{eq} y θ_{polar} son los diámetros angulares mayor y menor, respectivamente. Por lo tanto, nos enfocaremos en estrellas con alto achatamiento, es decir, rotadores rápidos cuya velocidad proyectada en el plano de observación sea $v \times \sin(i) > 100 \text{ km/s}$, donde i es el ángulo formado por el eje de rotación estelar

y el plano de observación. Además, la ecuación de estado estelar, $\rho(r, \theta)$, desempeña un papel crucial en la deformación estelar, ya que incluso si la estrella es un rotador rápido, si posee una alta densidad como una estrella de neutrones, no experimentará deformación. Así pues, las estrellas que mejor se adecuan a nuestros criterios son las estrellas de clase de luminosidad I, II y III (hipergigantes, supergigantes y gigantes).

- Rango de PA anual $> 100^\circ$: Una buena cobertura de PA es un factor clave para medir el achatamiento. Si proyectamos el disco estelar en el plano perpendicular a la dirección de observación, el radio estelar cambia con el ángulo acimutal para rotadores rápidos. Dado que la imagen proyectada es una elipse, existirá un eje mayor R_{eq} y un eje menor R_{polar} que formen 90° entre sí. Con la finalidad de hallar el diámetro angular del eje ecuatorial y polar se propone una cobertura de PA de al menos 100° .
- Tiempo de detección < 20 min: El tiempo de observación se establece a partir de la ecuación 2.5 como aquel tiempo necesario para alcanzar una significancia de 5σ . En la práctica, los tiempos de detección serán mayores de lo que muestran los modelos y medir durante más de 30 min añade demasiada incertidumbre en el baseline. No solo afectaría al baseline, y por tanto, a la incertidumbre en la medida del diámetro, sino que también a la incertidumbre del PA. Menor tiempo de detección se resume en mayor precisión de baselines y PA. Además, roba tiempo a otras observaciones más óptimas.
- Ángulo cenital $< 75^\circ$: A ángulos cenitales mayores el programa SIIcheculer no funciona correctamente. Los tiempos de detección calculados no se corresponderán con los reales, pues la contribución de aerosoles y extinción atmosférica afectan a la estimación. Además, hay que contar con que se producen flexiones en los subespejos a ángulos cenitales grandes que complican el enfoque, y el propio diseño del telescopio no está preparado para dichos ángulos.
- Descartar binarias: Nos dedicaremos exclusivamente a rotadores rápidos que no se encuentren en presencia de una estrella compañera, dado que la interacción entre ambos cuerpos complica las medidas. La mayoría de estos rotadores poseen disco de decreción, cuya cualidad no afecta a nuestras medidas de interferometría, por lo que no se discriminará en función de ello.

Este proceso de selección es válido tanto para la configuración de los MAGIC como para la configuración MAGIC+LST-1. En el caso de esta última configuración, se pueden realizar algunas modificaciones: 1) El mayor diámetro del LST-1 (23 m) posibilita alcanzar tiempos de detección óptimos incluso a Magnitud $B < 4$ mag, siempre y cuando el tamaño angular no sea excesivo; 2) La disposición de los 3 telescopios posibilita una cobertura UV sin precedentes, 360° , incluso para una misma noche en algunos casos, por lo que dejará de ser un problema, siempre y cuando los tiempos de detección sean adecuados para las tres configuraciones. Entre las tres posibles configuraciones en este modo (MAGIC1-MAGIC2, LST1-MAGIC1, LST1-MAGIC2), la que destaca sobre las demás es la de LST1-MAGIC2 por los tiempos de detección alcanzados para una misma estrella.

2.2.2. Construcción del catálogo

Con el objetivo de seleccionar a los mejores candidatos para las observaciones de interferometría, he construido un catálogo a partir de otros dos siguiendo los criterios de selección mencionados tanto para la configuración

MAGIC-1 y MAGIC-2 como para la configuración MAGIC+LST-1. Inicialmente, estaba previsto trabajar datos únicamente de MAGIC pero con la reciente adaptación del LST-1 como interferómetro, ya se están tomando datos especialmente de calibradores, pero también de rotadores rápidos. El catálogo ha sido construido a partir de otros dos: el catálogo de van Belle [2] y el interno del grupo de interferometría de MAGIC.

Catálogo Van Belle

Este catálogo contiene 354 estrellas con diámetros angulares entre 0.5 y 7.56 mas, achatamiento entre $0,05 \leq R_{eq}/R_{polar} - 1 \leq 0,47$, magnitud V entre 0.45 y 8.84, y velocidades proyectadas $v \cdot \sin(i)$ entre 50 y 505 km/s. Los diámetros angulares se calculan con un modelo que utiliza fotometría de banda ancha observada en K y V o B para predecir tamaños angulares de magnitud cero en $V = 0$ o $B = 0$, luego con la fotometría de V o B se reescala al tamaño angular correspondiente. Se estima que los diámetros angulares calculados difieren de los reales entre el 2% y el 14% con una media entre el 3,1% y el 6,3% [8]. El achatamiento es estimado a partir de la velocidad proyectada $v \cdot \sin(i)$, aunque no parece un método confiable, pues se encontró que el achatamiento en algunos casos excedía el doble o el triple del valor real.

Catálogo grupo Interferometría

Catálogo de diámetros angulares de 48 estrellas y sus incertidumbres, de los cuales 7 son calibradores, construido a partir de medidas de interferometría con los telescopios MAGIC usando modelos de disco uniforme y oscurecimiento de los bordes (limb darkening). Algunos de los diámetros angulares ya se han hecho públicos ([5] [6] [7]).

Propuesta de catálogo para MAGIC

La asignación de tiempo de los telescopios MAGIC y LST-1 es estricta y por un buen motivo. El tiempo de observación es muy preciado en astronomía, por lo que planificar las observaciones es de vital importancia. Es por ello que se ha construido un catálogo a partir de los catálogos de Van Belle y del grupo de interferometría de MAGIC, los cuales contienen perfectos candidatos a rotadores rápidos. Los criterios de selección mencionados son óptimos para la observación con los MAGIC, sin embargo, con la configuración MAGIC+LST-1 podemos ser menos restrictivos. Dado que se han de incluir los parámetros relacionados con los criterios de selección, serán necesarias otras fuentes de información para completar el catálogo. A continuación, describimos la metodología seguida para añadir cada parámetro al catálogo.

- Coordenadas y tipo espectral: Son bien conocidas utilizando astrometría y espectroscopía, respectivamente. Son extraídas directamente del catálogo de Van Belle.
- Magnitud B: Datos no disponibles en el catálogo de Van Belle. Se recurre al portal de Simbad o en su defecto al catálogo de Gaia DR3 a través de Legacy Survey.
- Tamaño angular: Parámetro estelar no tan bien conocido y de suma importancia para calcular los tiempos de detección de nuestros candidatos. Se incluyen diámetros angulares estimados del catálogo de Van Belle

y del catálogo Jean-Marie Mariotti Center(JMMC) Stellar Diameters - JSDC Version 2 [9], así como, medidas de CHARA [10]. El error medio de los diámetros del catálogo JMMC es de $\sim 1,5\%$. Dado los errores de estimación del diámetro en el catálogo Van Belle, se han complementado con los valores de otras fuentes como CHARA y el catálogo JMMC, siendo en algunos casos necesaria la búsqueda a través de artículos en NASA/ADS, aunque gran parte de los diámetros no se han podido cotejar con otras fuentes. Se ha priorizado la elección de aquellos con diámetros cotejables.

- Achatamiento: Valores recogidos del catálogo de Van Belle. Todos calculados a partir de un modelo que emplea la velocidad proyectada $v \cdot \sin(i)$. Para algunos candidatos se incluyen las medidas de θ_{eq} y θ_{polar} de CHARA, y por tanto, del achatamiento.
- Tiempo de detección: El programa SIIcheduler, desarrollado por el grupo de interferometría de MAGIC [1], calcula los tiempos de detección en función del tiempo necesarios para alcanzar una $S/N = 5\sigma$ conocidos el flujo diferencial de fotones $n(\lambda_0)$, y la visibilidad $|V|^2$ en tiempo real usando la ecuación 2.5.
- Rango de PA, tiempo de detección y baseline: Conocer los diámetros angulares, magnitud B y fecha de la observación es suficiente para calcular los baselines, position angles (PA) y tiempo de detección en todo instante durante la noche de observación con los telescopios MAGIC. El programa SIIcheduler ha resultado de gran utilidad para calcular dichos parámetros. Por ser de gran relevancia en nuestro estudio, hemos dedicado un apartado completo a dicho programa.

Por último, los resultados de combinar los dos catálogos aplicando los criterios de selección de magnitud, declinación y achatamiento se recogen en una tabla en el anexo A. Después se aplicó un corte fino, haciendo uso de los criterios de selección restantes, obteniendo así 2 buenos candidatos a las observaciones interferométricas con los MAGIC, cuyos resultados se detallan en la próxima sección. Cabe resaltar que posteriormente, en la sección de discusiones, se extraerá un segundo catálogo, esta vez para el MAGIC+LST-1 con los candidatos de la tabla del anexo A.

2.3. El software: SIIcheduler

SIIcheduler es un programa diseñado para preparar el plan de observación de estrellas mediante interferometría de intensidad con los telescopios MAGIC y LST-1. Primero, se selecciona la noche de observación y los telescopios a utilizar, existiendo 3 tipos de configuraciones: 1) MAGIC-1 y MAGIC-2, 2) LST-1 y MAGIC-1 y 3) LST-1 y MAGIC-2. Segundo, se selecciona la estrella, el diámetro y la magnitud B. Con estos inputs SIIcheduler es capaz de calcular las siguientes figuras:

- Visibilidad: Curva de visibilidad de la estrella (ángulo cenital vs tiempo), incluyendo la distancia angular a la luna. Empleado en la selección de la mejor época para observar. Esta figura también da una idea de la masa de aire, y por tanto, de la reducción del brillo estelar.
- Tiempo de detección: Tiempo de observación necesario para alcanzar una significancia de 5σ haciendo uso de las ecuaciones 1.12 y 2.5. Se calcula para cada configuración a lo largo de la noche de observación.
- Cobertura UV: Se muestra la cobertura UV tanto para la noche seleccionada como para todo el año con cada una de las 3 configuraciones.

- Ángulo de posición (PA): Da una medida del ángulo azimutal estelar con respecto al tiempo. Se calcula a partir de las coordenadas UV como indica la ecuación 1.7. El PA se normaliza a 180° , ya que en el caso de rotadores rápidos su proyección en el plano UV es una elipse y por tanto, por simetría el diámetro es el mismo cada 180° . Es importante conocer como cambia el PA, según el ángulo acimutal de la estrella al que se quiera observar. En los demás casos, el PA no es relevante, el diámetro será siempre el mismo.
- Baseline: Da una estimación de como varía el baseline en función del tiempo. Tener medidas de correlación en un rango amplio de baseline resulta en una mejor medida del diámetro estelar. Conocer el baseline en todo momento nos ayudará a saber en que momento tomar datos para obtener una buena cobertura de medidas en baseline.

A modo de ejemplo se pueden consultar las simulaciones realizadas con el programa SIIcheduler a las estrellas Gamma Cas (Figura 10) y Delta Per (Figura 18) con los telescopios MAGIC.

Por otra parte, el programa trabaja con otros parámetros para la obtención de las figuras. Estos parámetros hacen referencia exclusivamente a la configuración de los telescopios: coordenadas geográficas, altitud, distancia entre telescopios, longitud de onda central del filtro, eficiencia cuántica de los PMTs, eficiencia del sistema óptico, factor de exceso de ruido de los PMTs y área total de los espejos entre otros. También es importante conocer la masa de aire en todo momento para calcular la magnitud B corregida:

$$B_{corr} = B + \frac{0,23}{\cos(zd)} \quad (2.6)$$

donde zd es el ángulo cenital. El baseline proyectado en el plano perpendicular a la dirección de la estrella puede calcularse conociendo la separación entre telescopios (*separation*) y el retraso de la señal entre telescopios (*delay*):

$$baseline = \sqrt{separation^2 - delay^2} \quad (2.7)$$

donde *separation* se calcula facilmente conociendo las coordenadas geográficas de los telescopios. Las observaciones a ángulos cenitales mayores de 70° no son adecuadas y se deben evitar, pues la magnitud estelar se ve bastante reducida debido a la extinción atmosférica.

El programa SIIcheduler ha resultado clave en nuestro estudio, a la hora de calcular el baseline, la cobertura UV, el PA y los tiempos de detección.

3. Resultados

3.1. Resultados selección de candidatos

Inicialmente, solo se aplicó los criterios de selección de la magnitud B, declinación y achatamiento, dando como resultado un total de 48 estrellas candidatas, cuyo catálogo ha sido incluido como anexo A. Después se aplicó un filtro más exhaustivo, incluyendo los criterios de selección de PA, diámetro angular y tiempo de detección quedando finalmente 2 candidatos (ver Tabla 3): Gamma Cas y Delta Per.

Name	Spectral Classification	Mag B (mag)	Size (mas)	Size CHARA (mas)	Oblateness $R_{eq}/R_{polar} - 1$	detection time (min)	PA (deg)
Gamma Cas	B0.5IVpe	2.29	0.54	0.40 x 0.48	0.12 (0.20) ¹	2	180
Delta Per	B5III	2.89	1.03	0.609 x 0.544	0.32 (0.27) ¹	12	116

Tabla 1: Lista de rotadores rápidos obtenidos para las observaciones de interferometría con los telescopios MAGIC. Catálogo resultante de aplicar los criterios de selección descritos en la sección 2.2.1. De izquierda a derecha: Clasificación espectral, magnitud en el filtro azul, diámetro angular del catálogo Van Belle [2] y medido por CHARA [10], achatamiento, tiempo de detección y rango de PAs observables. Entre paréntesis se indican las medidas de achatamiento de CHARA ¹.

No solo es necesario que los tiempos de detección sean lo más cortos posibles (idealmente < 20 min) para minimizar la incertidumbre en baseline y PA, además de obtener una buena significancia para reducir la incertidumbre de la visibilidad. También, el tiempo de exposición debe permitir cubrir el mayor rango posible de PA (idealmente, $> 100^\circ$). Dicho rango de PA será el rango real cubierto y el que consideramos para el corte de candidatos. Es por ello que debimos descartar estrellas con buenos tiempos de detección en ciertos PA y baseline, que no se mantenían lo suficientemente estables como para abarcar el rango de PA establecido por los criterios de selección.

El programa SIIcheduler permite conocer el ángulo azimutal de la estrella en función del tiempo (figura de visibilidad). Esto facilita el cálculo de la magnitud resultante debido a la extinción atmosférica utilizando la ecuación 2.6. Es sabido que es preferible observar a bajos ángulos cenitales para minimizar la extinción atmosférica. Sin embargo, el baseline es igualmente importante para determinar los tiempos de detección. Por lo tanto, el mínimo en la función de tiempo de detección no coincidirá necesariamente con la culminación de la estrella en el cielo. En su lugar, este mínimo se alcanzará cuando tanto el baseline como el ángulo cenital sean pequeños. Por esta razón, la planificación de las observaciones de las estrellas candidatas es crucial. Para una mejor comprensión de como varían los tiempos de detección en función del baseline y el ángulo cenital ver la Figura 10.

Las gráficas obtenidas con el programa SIIcheduler para los mejores candidatos a observar con los telescopios MAGIC se muestran en la Figura 10 y en el Anexo B. Gamma Cas destaca sobre los demás candidatos por su amplia cobertura UV y mejores tiempos de detección. Durante este estudio, dedicaremos especial atención a dicho candidato, véase la sección 3.2. A continuación, se presenta un breve análisis de estos candidatos. Se han ordenado por prioridad, de mejor a peor candidato para las observaciones con los MAGIC.

- Gamma Cas: La época de observación abarca desde julio hasta diciembre, siendo óptima entre agosto y noviembre, cuando la cobertura UV es máxima y los tiempos de detección son mínimos. Según el 4^o y 5^o panel de la Figura 10 Gamma Cas abarca un PA de 110° para la noche de observación y un total de cobertura anual de 180° . El tiempo de detección comprende solo unos pocos minutos, alcanzando el mínimo en 2 min, y además este tiempo aproximadamente se extiende durante toda la noche. Todo ello permite que incluso en una noche se tomen suficientes datos como para comenzar con una estimación del achatamiento, si las condiciones lo permiten. La realidad es que los tiempos de detección serán algo mayores de los estimados y ni siquiera una noche dedicada a Gamma Cas será suficiente para obtener una buena estadística.

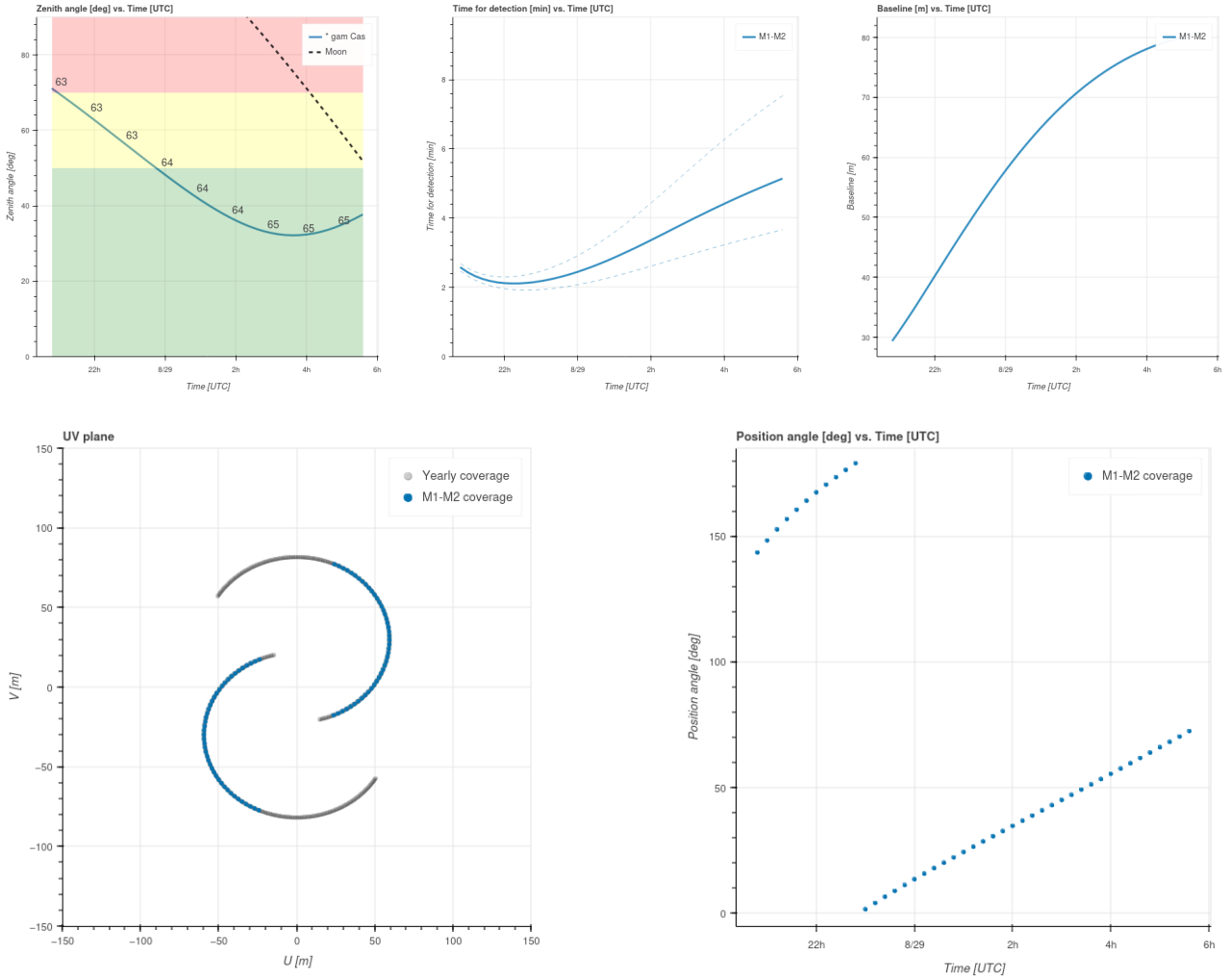


Figura 10: Gráficas resultantes de simular la estrella Gamma Cas con el programa SIIcheduler utilizando los telescopios MAGIC, desde el panel superior izquierdo hasta el panel inferior derecho: Visibilidad (ángulo acimutal frente al tiempo), tiempo de detección frente a hora UTC (incluyendo la incertidumbre en los tiempos de detección, líneas punteadas), baselines frente a hora UTC, cobertura UV y ángulo de posición frente al tiempo. En el panel de visibilidad las franjas de color indican los ángulos menos o más óptimos para las observaciones. Simulación de una noche de observación a finales de agosto.

- Delta Per: La mejor época para observar es a finales de octubre y finales de diciembre se se quiere maximizar la cobertura UV por noche. De esta forma se alcanza un rango de PA por noche de casi 100° . La cobertura UV anual es de 116° , por lo que en una sola noche se puede cubrir casi todo el rango posible (ver Figura 18). Como indican los paneles 2, 3 y 5 de la Figura 18 el tiempo de detección es variable con el baseline y a su vez con el PA, llegando a un mínimo de 7 min, que coincide con un baseline de 44 m y un PA de 15° .

3.2. Algoritmo de medición del achatamiento y aplicación a Gamma Cas

Una vez que conocemos los mejores candidatos para las observaciones de interferometría, desarrollamos un algoritmo que calcule el diámetro estelar en función del ángulo de posición, o lo que es lo mismo, el achatamiento. Entre los 2 candidatos, el rotador rápido Gamma Cas destaca sobre el resto para realizar observaciones de interferometría por las siguientes razones: una cobertura UV amplia y tiempos de detección adecuados en todo el rango UV. Además, se disponen de una gran cantidad de datos a diferencia del resto. Entre los mejores

candidatos, Gamma Cas también destaca por ser la más brillante, lo cual reduce los tiempos de detección. Junto con las medidas de CHARA y los modelos de van Belle establecemos con un buen intervalo de confianza el diámetro en 0.6 mas para hacer la simulación con el programa SIIcheduler. Obtenemos que en el mejor de los casos el tiempo de detección es de 2 min, y la media en una buena noche de observación de 4 min. Por lo que, en vista de todo ello, seleccionamos a Gamma Cas como sujeto de prueba para desarrollar nuestro algoritmo.

La primera propuesta para estimar el achatamiento fue ajustar los datos de diámetro frente al PA. Los pasos a seguir son los siguientes: (1) Agrupamiento de los datos en bins de 20° de PA; (2) Cálculo del diámetro angular θ conocidos visibilidad V^2 y baseline utilizando la ecuación 1.12; (3) Dibujar los diámetros obtenidos en función del PA; (4) y finalmente, ajuste del diámetro con un modelo de elipse.

La segunda propuesta consistía en realizar el mismo procedimiento y además agrupar datos en baselines de 2m. La finalidad es reducir la incertidumbre del diámetro en cada bin de PA, resultando en una menor incertidumbre en el achatamiento.

La tercera propuesta fue ajustar directamente los datos de visibilidad en el plano UV. Como se verá en la discusión esta propuesta resultó ser la más adecuada si comparamos con resultados de otras fuentes y las incertidumbres.

3.2.1. Deformación estelar en 1D

Agrupamiento por PA y ajuste

Dado que las estrellas para las que está destinado este programa son rotadores rápidos, el diámetro angular dependerá del PA, y no será constante como ocurre en el caso de los calibradores. La incertidumbre en el PA es inevitable, aunque los tiempos de detección sean cortos, y dado que se necesita estadística de datos para ajustar la curva de visibilidad frente al baseline, es necesario el agrupamiento de datos por PA. El balance entre el tamaño de bin de PA y la estadística de datos se debe ajustar a la incertidumbre promedio obtenida de las coordenadas (u,v). Dado que la incertidumbre promedio del PA es $\sim 1^\circ$ y el bin no debe ser demasiado grande para un buen muestreo del diámetro, se ha establecido el tamaño del bin en 20° de PA, lo cual nos permite conocer el diámetro estelar cada 20° . Lo ideal sería disponer de datos bien distribuidos en PA al igual que en baseline para cada uno de los bins, pero esto no es lo que sucede.

En nuestro caso al realizar el agrupamiento, encontramos que la mayoría de datos se encuentran en baselines similares, como muestra la Figura 11. Este es un ejemplo de ajuste a los datos haciendo uso de la ecuación 1.12 para inferir el diámetro angular entre position angles de 160° y 180° . Aparte de los datos que se observan en la figura también disponemos de uno más que resulta de relevancia para el ajuste. Como vimos en el apartado 2.1 es necesario realizar medidas del valor de ZBC, que ha sido obtenido al realizar observaciones simultáneas de una estrella de calibración. La curva de visibilidad está normalizada al ZBC, lo cual nos permite realizar un mejor ajuste al disponer del valor a baseline 0. En casos como el ejemplo de la Figura 11 dicho valor será estrictamente necesario.

No es casualidad que la distribución de datos en el resto de bins de PA sea similar, pues esto es consecuencia

de la cobertura UV que subtiende Gamma Cas con los telescopios MAGIC. Como se ve en la Figura 10, el baseline disponible es único dado un PA en toda la cobertura UV anual. Una incorporación del LST-1 como interferómetro posibilita extender el número de baselines (distancia al origen del plano UV) por PA lo que mejora el ajuste a la función de Bessel. Mas tarde en la sección de discusión se hablará sobre las ventajas del conjunto MAGIC+LST-1.

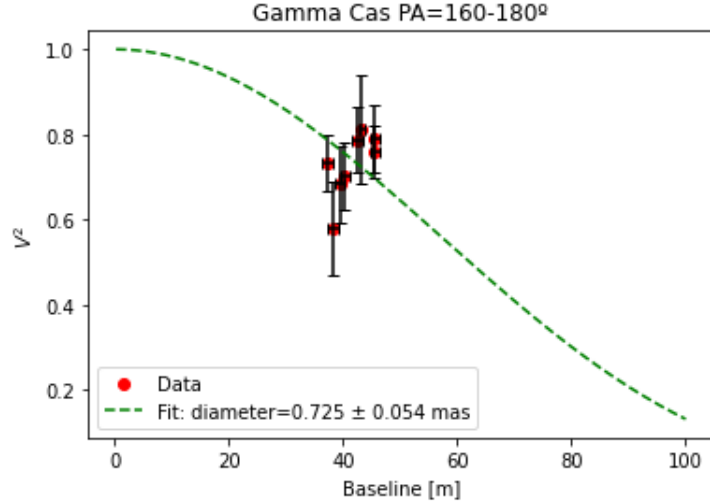


Figura 11: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=160-180°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

En el ajuste se ha tenido en cuenta los errores asociados a cada medida. Las gráficas para el resto de bins de PA se pueden consultar en el anexo C. Los resultados junto con las incertidumbres del diámetro se recogen en un array para ser graficados con respecto al PA.

Ajuste del diámetro

Como vimos en la sección 1.2, los rotadores rápidos son estrellas que giran a tanta velocidad que sufren una elongación perpendicular al eje de rotación. Dependiendo del achatamiento, o dicho de otro modo, de la diferencia entre los diámetros angulares del eje mayor y el eje menor, las diferencias de diámetros angulares observados serán mas acusadas o menos en una orientación u otra. Es por ello, que la forma del rotador proyectado en el cielo se puede aproximar a una elipse, cuyo diámetro se puede definir en función de los siguientes parámetros libres: diámetro angular del eje mayor (θ_{eq}) y menor (θ_{polar}), y la fase inicial (ϕ_0):

$$\theta(PA) = \frac{\theta_{polar} \theta_{eq}}{\sqrt{(\theta_{polar} \cos(PA - \phi_0))^2 + (\theta_{eq} \sin(PA - \phi_0))^2}} \quad (3.1)$$

donde PA sigue el convenio de la Figura 3 y la fase inicial corresponde al PA del eje mayor del rotador. Definida la función diámetro, procedemos con la representación gráfica de los datos por cada bin de PA y el ajuste a dicha función. Los resultados se muestran en la Figura 12. Posteriormente estos resultados(1D) se discutirán con los resultados en el plano UV (2D). Como se comentó anteriormente la forma de la curva de la visibilidad en función del baseline, o de forma equivalente en función de las coordenadas (u,v), depende estrictamente del diámetro estelar, siendo mas acusada la caída cuanto mayor el diámetro estelar. Si visualizamos cortes de visibilidad en el plano UV, lo que se observa entonces es una elipse, cuyo eje mayor y menor coinciden con el

diámetro menor y mayor estelar, respectivamente.

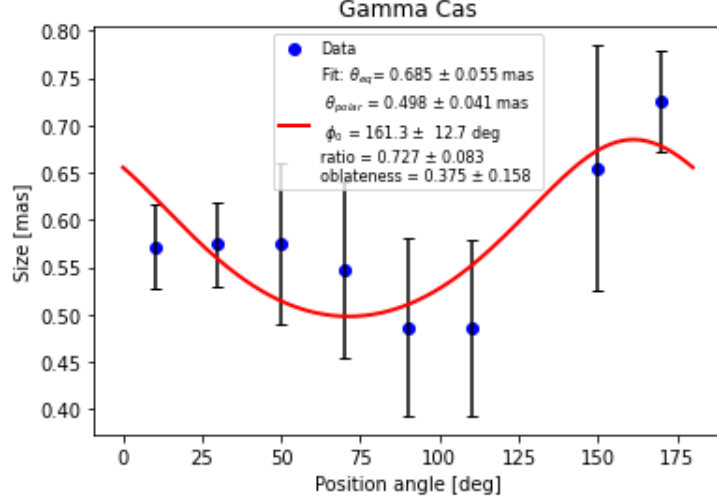


Figura 12: Representación gráfica de las medidas de diámetro angular de Gamma Cas respecto del PA en bins de 20° . Ajuste a los diámetros haciendo uso de la función elipse (ecuación 3.1) y extracción de los parámetros libres del ajuste: θ_{eq} , θ_{polar} y ϕ_0 , junto con parámetros estelares importantes como el achatamiento.

Binning en baseline

No contentos con las incertidumbres de los parámetros libres y del achatamiento, continuamos con un bineado en baseline, con el objetivo de reducir las incertidumbre en los diámetros obtenidos en cada bin de PA. Este método consiste en agrupar los datos en bins de 2 m de baseline haciendo una media pesada con la desviación estándar de cada medida. Dicho de otro modo, el valor de la visibilidad y su incertidumbre en cada bin de baseline están relacionados con los de cada medida individual mediante las siguientes expresiones:

$$\langle V^2 \rangle_{pesada} = \frac{\sum_{i=1}^n V_i^2 \cdot \frac{1}{\sigma_{V_i}^2}}{\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_{V_i}^2}} \quad (3.2)$$

$$\frac{1}{\sigma_{\langle V^2 \rangle_{pesada}}} = \sqrt{\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_{V_i}^2}} \quad (3.3)$$

donde n es el número total de medidas contenidas en un mismo bin de baseline. El bineado no mejoró de forma notable las incertidumbres de los diámetros, así que, decidimos cambiar de estrategia.

Después de las mediciones de cualquier candidato es necesaria una limpieza de datos, para la cual se establece un un mínimo de S/N de 5σ del factor de Pearson. Después, se aplica la metodología descrita en la sección 2.1 para obtener los resultados de visibilidad; metodología la cual no ha sido necesaria implementar durante el desarrollo del algoritmo, pero da cabida a conocer el procedimiento a seguir desde la adquisición de las medidas interferométricas en crudo hasta la obtención de la visibilidad.

Cada medida en el plano UV tiene una incertidumbre asociada, la cuál no se está teniendo en cuenta durante la asignación de datos al bin de PA. Buena parte de esta información probablemente se pierde en este proceso, así pues, es conveniente realizar un ajuste que tenga en cuenta los valores e incertidumbres en todo su conjunto,

o dicho de otra manera, un ajuste de visibilidad en el plano UV (ajuste 2D).

3.2.2. Deformación estelar en 2D

Debido a que las incertidumbres en los parámetros libres y el achatamiento obtenidos en la subsección 3.2.1 son del orden del 7 – 42 %, procedemos a realizar un método alternativo, en el que realizamos un ajuste de visibilidad frente a coordenadas (u,v).

Sabemos que la curva de visibilidad decae con el baseline (ver Figura 5). En concreto decae rápidamente (lentamente) para estrellas de diámetro angular grande (pequeño). Por lo tanto, alejarse del origen de coordenadas en el plano UV implica una caída de visibilidad proporcional al diámetro angular estelar. En otras palabras, en el caso de esfericidad se espera una forma de Bessel centrada en el origen de ordenadas (u,v), de amplitud unidad y anchura constante a cualquier PA. Sin embargo, en el caso de rotadores rápidos, si imaginamos cortes de PA en este plano 3D, la anchura de las funciones de Bessel disminuye cuanto mayor es el diámetro angular. Por ende, la mayor anchura corresponderá al eje polar y la menor al eje ecuatorial estelar. A modo de ejemplo, la Figura 13 muestra un esquema de cómo se vería un rotador rápido a visibilidad constante proyectado en el plano UV. En ella aparecen los 3 parámetros libres que inferiremos en el ajuste: el diámetro angular menor (eje mayor de la elipse), diámetro angular mayor (eje menor de la elipse) y la fase inicial ϕ_0 , que es el PA del eje menor de la elipse (PA del diámetro angular mayor) .

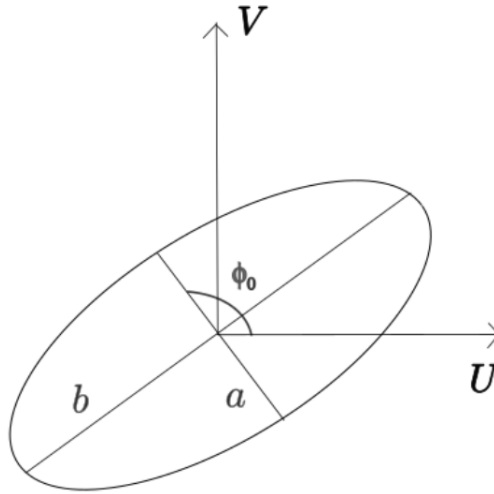


Figura 13: Forma de un rotador rápido en el plano UV. La anchura de la función de Bessel en función del PA se puede aproximar a una elipse, donde a y b, son el eje menor y el eje mayor de la elipse respectivamente, y ϕ_0 es el PA del eje menor de la elipse .

El objetivo es representar la visibilidad en el plano UV, y ajustar los datos a la ecuación 1.12 utilizando un modelo de elipse que viene definido por la ecuación 3.1, como hicimos en el apartado 3.2.1, pero esta vez sustituimos el PA por las coordenadas (u,v) haciendo uso de la ecuación 1.7. En la Figura 14 se muestra el ajuste 3D de los datos de visibilidad en el plano UV junto con sus errores para la estrella Gamma Cas. Los parámetros extraídos como resultado del ajuste son los siguientes: diámetro mayor estelar θ_{eq} , diámetro menor estelar θ_{polar} y fase inicial ϕ_0 (PA de θ_{eq}). Así mismo, a partir de ellos se obtiene el achatamiento (ecuación 2.5) y el cociente $\theta_{polar}/\theta_{eq}$ llamado ratio. Veamos a continuación, una tabla resumen con los resultados del ajuste

para la estrella Gamma Cas (Tabla 2):

θ_{eq} [mas]	θ_{polar} [mas]	ϕ_0 [deg]	ratio	Ω
0.591 ± 0.016	0.501 ± 0.017	16.4 ± 11.6	0.847 ± 0.037	0.181 ± 0.052

Tabla 2: Parámetros estelares y errores absolutos del diámetro angular mayor θ_{eq} , diámetro angular menor θ_{polar} , fase inicial ϕ_0 , $\text{ratio}(\theta_{polar}/\theta_{eq})$ y achatamiento Ω del rotador rápido Gamma Cas.

Una inspección rápida de la Figura 14 sugiere que cerca de la línea U la curva de visibilidad cae más abruptamente que en las demás direcciones, lo que quiere decir que en esa dirección se encuentra el diámetro mayor estelar. Al contrario ocurre cerca de la línea V, la cual corresponde al diámetro menor estelar. Este análisis gráfico es consistente con el valor de la fase inicial $\phi_0 = 16,4^\circ$ obtenida del ajuste visibilidad frente a las coordenadas (u,v). Cabe destacar que los resultados gráficos llevan implementados los errores asociados a los parámetros libres del ajuste. Se han añadido dos curvas más, aparte de la curva del mejor ajuste, con los valores mínimos y máximos de los parámetros libres según las incertidumbres.

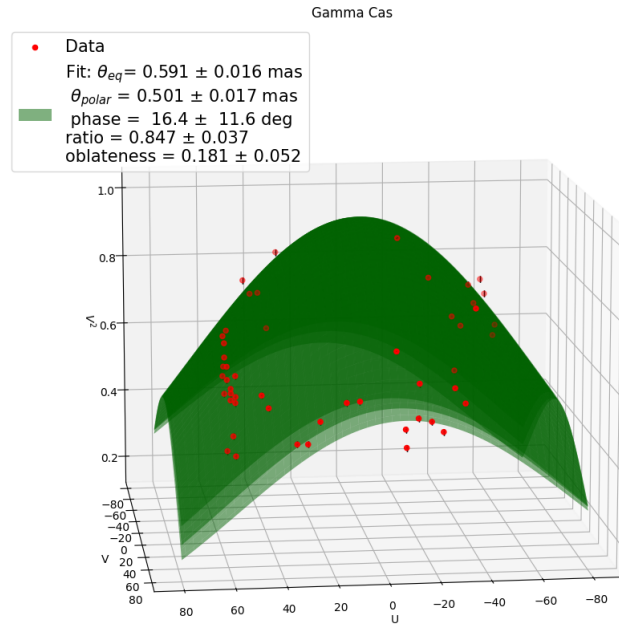


Figura 14: Imagen de una representación gráfica 3D de los datos de Gamma Cas, y ajuste a los mismos utilizando las ecuaciones 1.12 y 3.1. Los datos de visibilidad al cuadrado en función de las coordenadas (u,v) se han pintado en rojo y el mejor ajuste en verde incluyendo dos curvas más, una para los valores máximos y otra para los valores mínimos de los parámetros libres acorde con las incertidumbres. La leyenda incluye los parámetros libres del ajuste y algunas relaciones entre ellos: el diámetro mayor y menor estelar, la fase inicial, el cociente diámetro menor/diámetro mayor y el achatamiento

La representación 3D de la visibilidad en el plano UV nos aporta información sobre la forma de la estrella proyectada en el cielo, como se muestra en la Figura 14. En la Figura 15, hemos proyectado la curva del ajuste en el plano UV usando un mapa de color, lo cual es de gran utilidad para visualizar mejor la forma de la estrella. Ahora observamos con más claridad que el eje mayor y menor de la elipse están desviados de las líneas U y V un pequeño ángulo, el cual corresponde a la fase inicial $\phi_0 = 16,4^\circ$. El círculo concéntrico añadido a la elipse hace la visualización del achatamiento de Gamma Cas más sencilla.

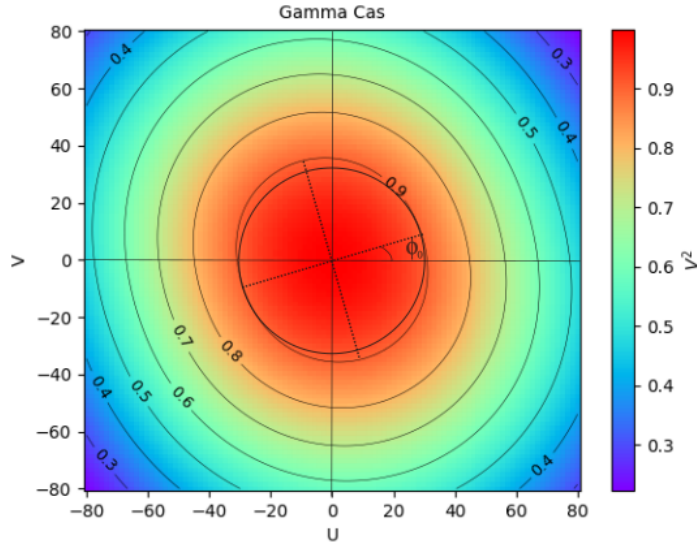


Figura 15: Representación 2D del modelo que mejor ajusta los datos interferométricos de Gamma Cas. Los ejes son las coordenadas UV y en color se representa la visibilidad al cuadrado. Se han dibujado líneas de visibilidad constante para observar el achatamiento estelar. Se han añadido los ejes mayor y menor, y un círculo concéntrico a la elipse de visibilidad al cuadrado 0.9, para una mayor claridad. Además, se indica el ángulo de la fase inicial $\phi_0 = 16,4^\circ$.

4. Discusión y Conclusiones

4.1. Catálogo MAGIC

Se han analizado 48 rotadores rápidos como posibles candidatos a observaciones interferométricas con los telescopios MAGIC (ver Tabla 3). Durante el desarrollo del catálogo de candidatos para los telescopios MAGIC se han priorizado aquellos de los cuales se esperan obtener una calidad de datos como para obtener medidas de suficiente precisión en el achatamiento. De la extensa lista sólo dos candidatos cumplieron con todos los requisitos de selección: Gamma Cas y Delta Per. A pesar de ello, otros candidatos como, beta CMi, gamma Umi, 17 Tau o eta Tau podrían considerarse como candidatas si se relajan los criterios de selección.

Algunas de las exclusiones más comunes entre los candidatos fueron las siguientes:

- Una combinación de baja luminosidad junto con un diámetro excesivo lleva a tiempos de detección enormes, aunque los baselines sean bajos. Al menos 29 de los candidatos fueron eliminados por este motivo. En algunos casos la luminosidad era extremadamente buena, pero no el diámetro, y viceversa.
- Rango de PA insuficiente durante tiempos de detección menores de 20 min. Aunque los tiempos de detección de algunos de ellos llegaron a tiempos aceptables, no durante suficiente rango de PA como para ser incluidos en nuestro catálogo. Al menos 10 candidatos fueron descartados por este motivo. En algunos casos, tanto el rango de PA como los tiempos de detección eran inadecuados.
- Diámetro estelar demasiado pequeño. Una de ellas se descartó por ser su diámetro estelar $< 0,3$ mas, ya que como se mencionó los errores en el diámetro estelar al ajustar la función de Bessel son muy grandes a estos diámetros.

Cabe destacar que como consecuencia de la construcción de este catálogo, se comenzaron a tomar medidas interferométricas del rotador rápido Delta Per desde Noviembre de 2023 con los MAGIC y posteriormente con LST-1.

4.2. Catálogo MAGIC+LST-1

Este estudio está enfocado en el análisis de datos y selección de mejores candidatos con el interferómetro MAGIC, sin embargo, la reciente incorporación del LST-1 en modo interferómetro conferirá al conjunto de telescopios MAGIC+LST-1, grandes capacidades en comparación con MAGIC que son interesantes comentar en este trabajo. El interferómetro MAGIC+LST-1 recoge los datos de la estrella de forma simultánea y después se correlacionan las señales de los telescopios de la siguiente forma: MAGIC1-MAGIC2, MAGIC1-LST1 y MAGIC2-LST1. Se priorizarán aquellos candidatos que permitan realizar las observaciones interferométricas de todo el conjunto MAGIC+LST-1 para su mejor aprovechamiento. Las ventajas con respecto al MAGIC son las siguientes:

- Mejor cobertura UV: La distinta distancia entre telescopios y la diferente disposición entre ellos, permite recoger datos a diferente baseline y PA para una misma estrella de forma simultánea, lo cual incrementa el rango UV durante el cual el tiempo de detección es inferior a 20 min. No solo eso, sino que es posible recopilar datos a distintos baselines para un mismo PA, como se observa en la Figura 16, lo que mejora la estadística de datos y su distribución en el plano UV. Como consecuencia, la calidad del ajuste será mayor, mejorando así las precisiones en los parámetros estelares. Además, mejor cobertura UV significa un incremento considerable en el número de buenos candidatos antes eliminados por una cobertura UV insuficiente.
- Mejores tiempos de detección: LST-1 es un telescopio de 23 m de diámetro, por lo que en comparación con los 17 m de diámetro del MAGIC tiene mayor sensibilidad. Un incremento de la sensibilidad, baselines bajos y una estrella brillante se traduce en tiempos de detección cortos, como es habitual en las observaciones interferométricas del conjunto MAGIC2-LST1.

A continuación, presentamos los mejores candidatos a observar con el interferómetro MAGIC+LST-1 aplicando los mismos criterios de selección que MAGIC. El ángulo cenital máximo se estableció en 65° por los mismos motivos que MAGIC.

Name	Spectral Classification	Mag B (mag)	Size (mas)	Size CHARA (mas)	Oblateness $R_{eq}/R_{polar} - 1$	detection time (min)	PA (deg)
Gamma Cas	B0.5IVpe	2.29	0.54	0.40 x 0.48	0.12 (0.20) ¹	0.8	180
Delta Per	B5III SB	2.89	1.03	0.609 x 0.544	0.32 (0.27) ¹	2	180
Zet Tau	B4IIIp	2.84	1.29 (0.65) ²	0.4	0.31	4	171
17 Tau	B6III	3.59	0.76	0.48	0.24	4	126
Beta CMi	B8Ve	2.80	0.63 (0.56) ²	0.77 x 0.608	0.16 (0.27) ¹	2	105

Tabla 3: Lista de candidatos para las observaciones con el interferómetro MAGIC+LST-1. Catálogo resultante de aplicar los criterios de selección descritos en la sección 2.2.1. De izquierda a derecha: Clasificación espectral, magnitud en el filtro azul, diámetro angular del catálogo Van Belle [2] y medido por CHARA [10], achatamiento, tiempo de detección y rango de PAs observables. Entre paréntesis se indican las medidas de achatamiento de CHARA ¹ y las medidas de VLTI/MIDI ² [11].

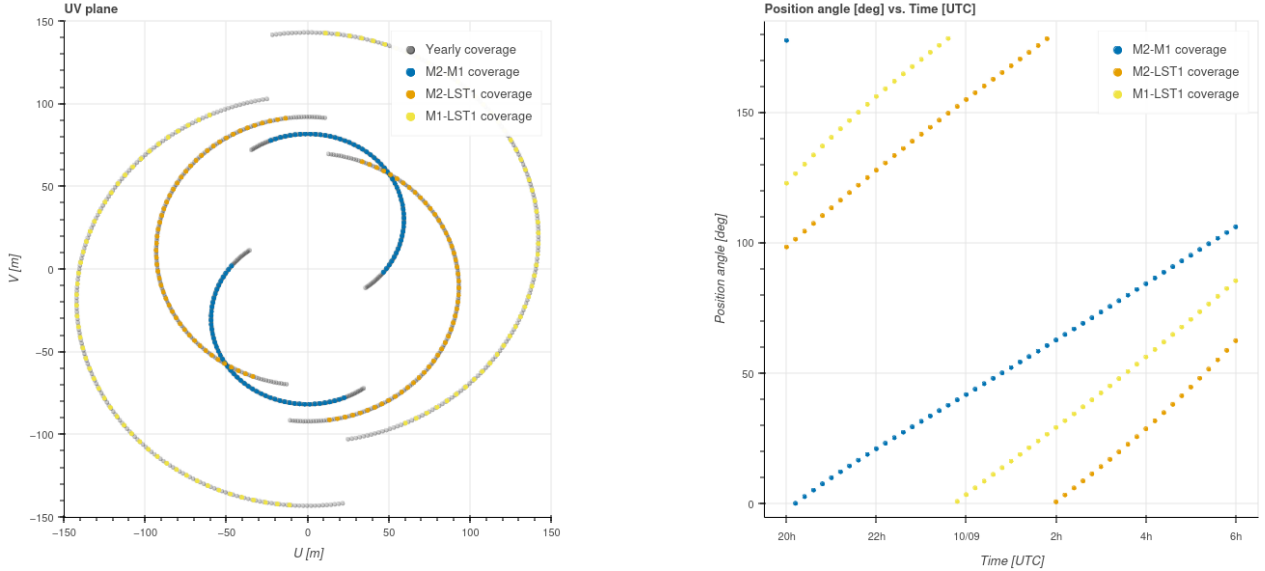


Figura 16: Figuras del programa SIIcheduler para la estrella Gamma Cas utilizando los telescopios MAGIC+LST-1: cobertura UV y ángulo de posición. Simulación de una noche de observación a finales de septiembre.

4.3. Medidas del achatamiento de Gamma Cas

Por un lado, la estrategia inicial para medir el achatamiento de rotadores rápidos se dividió en dos pasos principales: 1) Agrupamiento de datos en bins de ángulo de posición de 20° y posterior ajuste de los mismos a la función visibilidad (ecuación 1.12) para inferir el diámetro estelar en cada bin; 2) Los diámetros resultantes se representan respecto al ángulo de posición y posteriormente, se ajustan a una función diámetro previamente definida (ecuación 3.1, obteniendo así, los parámetros libres: diámetro mayor estelar θ_{eq} , diámetro menor estelar θ_{polar} y fase inicial ϕ_0). Cada punto de la Figura 12 representa el diámetro resultante del ajuste de datos agrupados en bins de 20° de PA. Los puntos graficados corresponden al PA medio de cada bin, por ejemplo al bin $0-20^\circ$ le corresponde un punto en el gráfico de 10° . Se observa que no existen datos para el bin $120-140^\circ$, y que en esta zona la incertidumbre de los diámetros es demasiado grande, para una calidad aceptable en el ajuste. La falta de información en el bin de $120-140^\circ$ y la incertidumbre en los bins $120-140^\circ$ y $100-120^\circ$ sugieren la necesidad de recopilar más datos en esta zona de PA.

El error relativo de los diámetros mayor y menor es $\sim 8\%$; el del ratio (cociente $\theta_{polar}/\theta_{eq}$) y el del achatamiento son $\sim 30\%$ y $\sim 42\%$, respectivamente. Los errores relativos se han calculado de la forma habitual dividiendo entre el valor absoluto, a excepción del ratio. El ratio se define como el cociente entre los diámetros angulares menor y mayor, por lo que, el achatamiento será mayor cuanto más se aleje el valor de la unidad. Es por ello, que el error relativo del ratio se calcula con la diferencia del valor absoluto y la unidad.

Posteriormente, con el propósito de mejorar las incertidumbre en los diámetros, se agruparon los datos en baselines de 2m usando la media pesada de la desviación estandar y se procedió al ajuste en cada bin de PA. Los resultados indican que la incertidumbre de los diámetros no mejoró apreciablemente.

En vista del error relativo de los resultados de la estrategia inicial, se procede con el ajuste de la visibilidad en el plano UV. El ajuste conjunto de todos los datos propicia la reducción en la incertidumbre de los parámetros

Autor	$\Delta\theta_{eq}$ [%]	$\Delta\theta_{polar}$ [%]	Δ ratio [%]	$\Delta\Omega$ [%]
Este trabajo	~ 3	~ 3	~ 24	~ 29
Colaboración MAGIC (A. Cifuentes)	~ 5	~ 8	~ 33	~ 61

Tabla 4: Errores relativos de los parámetros estelares diámetro angular mayor θ_{eq} , diámetro angular menor θ_{polar} , ratio ($\theta_{polar}/\theta_{eq}$) y achatamiento Ω del rotador rápido Gamma Cas para este trabajo y los medidos por la colaboración MAGIC con el mismo conjunto de datos.

libres. Dado que el ajuste tiene en cuenta todos los datos al mismo tiempo, se espera una mejora en los errores relativos de los parámetros libres, y por tanto, en el achatamiento. En este caso se obtienen los siguientes errores relativos: diámetro mayor y menor $\sim 3\%$, ratio $\sim 24\%$ y achatamiento $\sim 29\%$, incertidumbres notablemente mejores que con el procedimiento anterior, motivo por el cual se escogió el ajuste en el plano UV como método para el desarrollo y perfeccionamiento del algoritmo de medición de achatamiento.

Actualmente, ningún otro interferómetro ha medido el diámetro de Gamma Cas, sino que sólo existen predicciones teóricas que modelan el diámetro y el achatamiento. Por tanto, esta es la primera vez que se mide el diámetro y el achatamiento de Gamma Cas. No solo eso, sino que la resolución angular alcanzada con los telescopios MAGIC es tan buena, que se obtienen precisiones en los resultados excelentes como se extrae de este trabajo. No existiendo medidas con las que comparar nuestros resultados nos ceñimos a parámetros estelares modelados y los propios resultados independientes del grupo de interferometría del MAGIC usando el mismo conjunto de datos (Tabla 5):

- CHARA: En el caso de Gamma Cas todavía no se ha medido el diámetro estelar con este interferómetro, pero si se han hecho estimaciones con un modelo que tiene en cuenta la rotación y el oscurecimiento por gravedad (gravity darkening), resultando el diámetro estelar mayor en 0.48 mas y el menor en 0.40 mas, lo que corresponde a un achatamiento de 0.2 [12].
- Van Belle: Según el modelo que se utiliza en Van Belle et al.(2012) [2] Gamma Cas tiene un diámetro angular promedio estimado de 0.54 mas y un achatamiento de 0.12.
- Grupo de interferometría de MAGIC: Han desarrollado un programa que calcula el achatamiento estelar y demás parámetros estelares extraídos de un ajuste de visibilidad en el plano UV usando un modelo de elipse y la temperatura estelar. El algoritmo desarrollado en este proyecto fin de máster sigue un procedimiento similar, pero no tiene en cuenta la temperatura estelar y el limb darkening, así que se esperarían resultados diferentes, pero compatibles empleando el mismo conjunto de datos. La Figura 17 muestra el ajuste del grupo de interferometría de MAGIC utilizando el método descrito (A. Cifuentes, comunicación privada).

Como indica la Tabla 5, los resultados de este trabajo son compatibles con los obtenidos por la colaboración MAGIC. Concretamente, en la Tabla 4 podemos ver las discrepancias en los errores relativos entre ambos estudios. En general, en este trabajo los errores absolutos y errores relativos de los parámetros estelares fueron más pequeños que los obtenidos por la colaboración MAGIC, a pesar de que se empleó un modelo más sencillo para el ajuste. En el caso de los valores modelados por Van Belle, el diámetro medio (0.54) está en buen acuerdo con los resultados de este trabajo, y el achatamiento discrepa. Por otro lado, los diámetros angulares modelados por CHARA difieren con nuestros resultados, a excepción del achatamiento y el ratio.

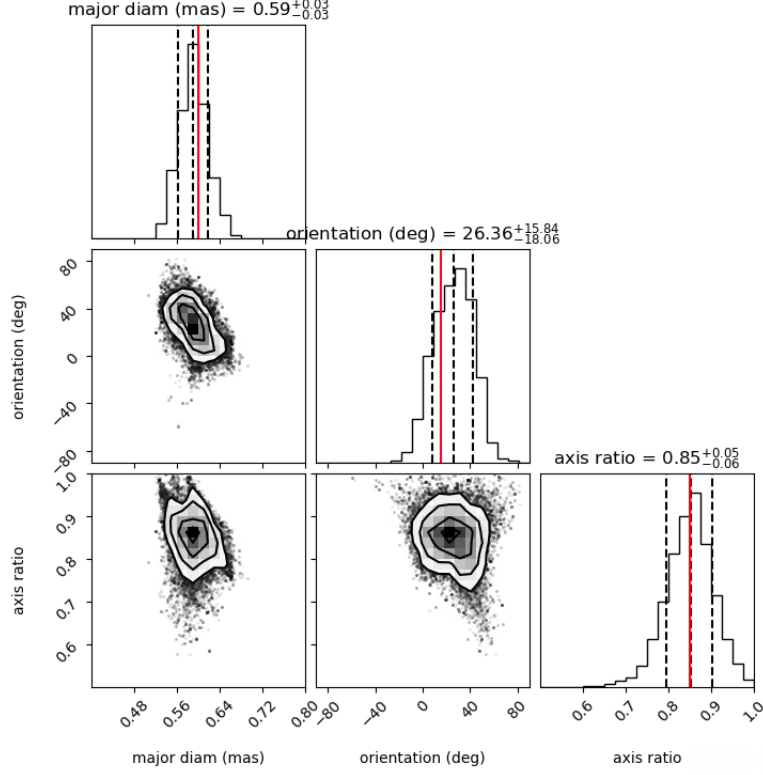


Figura 17: Resultados del ajuste de visibilidad en el plano UV cuyo modelo asume que la forma de la estrella es una elipse y utiliza parámetros estelares como la temperatura estelar y el limb darkening para la estrella Gamma Cas. El conjunto de datos empleado es el recogido por los telescopios MAGIC desde el año 2021 hasta finales del año 2023. Los tres parámetros libres del modelo son: diámetro del semieje mayor, PA del semieje mayor y ratio de los semiejes menor/mayor (Crédito: A. Cifuentes, basado en software de P. Saha (U. Zurich), MAGIC collaboration).

Autor	$\theta_{eq}[\text{mas}]$	$\theta_{polar}[\text{mas}]$	$\phi_0[\text{deg}]$	ratio	Ω
Este trabajo	0.591 ± 0.016	0.501 ± 0.017	16.4 ± 11.6	0.847 ± 0.037	0.181 ± 0.052
Colaboración MAGIC (A. Cifuentes)	0.59 ± 0.03	0.501 ± 0.039	26.36 ± 15.84	0.85 ± 0.05	0.18 ± 0.11
Van Belle					0.12
CHARA	0.48	0.40		0.83	0.20

Tabla 5: Parámetros estelares (con incertidumbres) del rotador rápido Gamma Cas obtenidos en este trabajo frente a los medidos por la colaboración MAGIC con el mismo conjunto de datos, y los valores teóricos de van Belle [2] y CHARA [12]. Diámetro angular mayor θ_{eq} , diámetro angular menor θ_{polar} , fase inicial ϕ_0 , $\text{ratio}(\theta_{polar}/\theta_{eq})$ y achatamiento Ω .

4.4. Conclusiones principales

- En este trabajo se ha medido por primera vez el diámetro estelar y el achatamiento del rotador rápido Gamma Cas. Los resultados se muestran en la tabla 2. Para ello, se han utilizado los datos de 52 observaciones de unos 20 min cada una recogidos por el interferómetro MAGIC ubicado en el observatorio del Roque de los Muchachos en la Palma.
- El procedimiento para el cálculo del achatamiento y el diámetro estelar comenzó con el agrupamiento de datos en bins de 20° de ángulo de posición (PA), y el posterior ajuste a la función de Bessel de los

mismos en una gráfica de visibilidad al cuadrado frente al baseline, con la finalidad de obtener el diámetro en cada bin de PA. Los resultados del ajuste de los diámetros frente al PA utilizando un modelo de elipse indican que el error relativo del achatamiento es $\sim 42\%$, así que, se cambió de táctica para mejorar la incertidumbre. Agrupamos los datos en baselines de 2m para reducir la incertidumbre de la visibilidad al cuadrado, pero no hubo cambios apreciables en la incertidumbre. La estrategia final consistió en un ajuste de visibilidad al cuadrado en el plano UV utilizando un modelo de elipse, resultando el error relativo del achatamiento en $\sim 29\%$.

- Como muestra la tabla 5 los resultados de este trabajo son totalmente compatibles con aquellos obtenidos por la colaboración MAGIC. No es de extrañar que esto suceda, ya que, se ha utilizado el mismo conjunto de datos y un procedimiento similar para el ajuste. Sin embargo, no se ha conseguido justificar el motivo de que los errores relativos sean más pequeños en este trabajo que los obtenidos por la colaboración MAGIC (ver tabla 4). Cabe decir, que los diámetros angulares modelados por CHARA discrepan con los resultados de este trabajo, a excepción del achatamiento y el ratio. En contraste con aquellos modelados por Van Belle, el diámetro medio (0.54) está en buen acuerdo, aunque no el achatamiento.
- Se ha generado una tabla de rotadores rápidos con candidatos a observar con el interferómetro MAGIC y el MAGIC+LST-1 a partir de otros dos catálogos: Van Belle y grupo de interferometría de MAGIC. Primero, se creó una tabla de rotadores rápidos que cumplieran unas condiciones de declinación, magnitud y achatamiento (Tabla 6). Por último, a partir de dicha tabla se generaron los catálogos de MAGIC y MAGIC+LST-1 imponiendo unos criterios de selección de ángulo acimutal, diámetro angular, rango de PA y tiempo de detección. Como resultado, el catálogo propuesto para MAGIC contiene las estrellas: Gamma Cas y Delta Per; y el catálogo propuesto para el interferómetro MAGIC+LST-1 contiene las estrellas: Gamma Cas, Delta Per, Zet Tau, 17 Tau y Beta CMi. Además, gracias a la construcción de dichos catálogos, Delta Per se ha incorporado al catálogo del grupo de interferometría de MAGIC. Desde Noviembre de 2023 se están realizando observaciones interferométricas de esta estrella con los telescopios MAGIC, y recientemente con MAGIC+LST-1.

Referencias

- [1] I. Jiménez Martínez et al. “Intensity Interferometry and Fast Radio Bursts with MAGIC”. En: *tesis doctoral defendida en la Universidad Complutense de Madrid* (2023).
- [2] Gerard T van Belle. “Interferometric observations of rapidly rotating stars”. En: *The Astronomy and Astrophysics Review* 20 (2012), págs. 1-49.
- [3] Stanley P Owocki, Steven R Cranmer y John M Blondin. “Two-dimensional hydrodynamical simulations of wind-compressed disks around rapidly rotating B stars”. En: *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, vol. 424, no. 2, p. 887-904 (1994), págs. 887-904.
- [4] Antoine Labeyrie, Stephen G Lipson y Peter Nisenson. *An introduction to optical stellar interferometry*. Cambridge University Press, 2006.
- [5] S Abe et al. “Performance and first measurements of the MAGIC Stellar Intensity Interferometer”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 529.4 (2024), págs. 4387-4404.
- [6] Juan Cortina et al. “First measurements and upgrade plans of the MAGIC intensity interferometer”. En: *Optical and Infrared Interferometry and Imaging VIII*. Vol. 12183. SPIE. 2022, págs. 127-141.
- [7] VA Acciari et al. “Optical intensity interferometry observations using the MAGIC Imaging Atmospheric Cherenkov Telescopes”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 491.2 (2020), págs. 1540-1547.
- [8] Gerard T Van Belle. “Predicting stellar angular sizes”. En: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 111.766 (1999), pág. 1515.
- [9] Laurent Bourges et al. “The JMMC stellar diameters catalog v2 (JSDC): a new release based on SearchCal improvements”. En: *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.* Vol. 485. 2014, pág. 223.
- [10] CHARA. *Interferometric Diameters of Stars Measured at the CHARA Array*. 2024. URL: <https://www.chara.gsu.edu/tables/interferometric-diameters>.
- [11] Anthony Meilland et al. “VLTI/MIDI observations of 7 classical Be stars”. En: *Astronomy & Astrophysics* 505.2 (2009), págs. 687-693.
- [12] Ph Stee et al. “The relationship between γ Cassiopeiae’s X-ray emission and its circumstellar environment-II. Geometry and kinematics of the disk from MIRC and VEGA instruments on the CHARA Array”. En: *Astronomy & Astrophysics* 545 (2012), A59.

5. Anexos

A. Tabla de Candidatos

HD	Spectral Type	Bmag mag (mag)	Size CHARA (mas)	Size (mas)	Oblateness $R_{eq}/R_{polar} - 1$	rango PA (deg)	detection time (min)
10516	B2Vpe	4.02		0.86	0.47		50
142983	B8Ia/Iab	4.77		0.57	0.43		200
5394		2.29	0.55 x 0.75	0.54	0.12	180	2
221565	A0V	4.77		0.59	0.43		170
4180	B5III	4.44		0.62	0.36		98
209409	B7IVe	4.64		0.55	0.35		150
214748	B8V	4.07		0.61	0.34	42	50
63462	B1IV:mne	4.43		0.69	0.33	47	90
22928	B5III SB	2.89	0.609 x 0.544	1.03	0.32	115	12
24554	G8III	(4.95)(6.16)		1.68	0.32		
138749	B6Vnn	4.00		0.60	0.32		70
156164	A3IVv SB	3.21		1.30	0.32		
177724	A0Vn	3.00	0.89	1.25	0.32		100
37202	B4IIIp	2.84	~0.3	1.29(0.37)	0.31		
149757		2.58	0.56 x 0.48	0.50	0.20	18	6
130109	A0V	3.72		0.87(0.57)	0.31	53	30
98058	A7IVn	4.65		0.71	0.29	57	
109387	B6IIIp	3.75		0.80	0.29	180	25
22192	B5Ve	4.17		0.71	0.28		70
58715		2.80	0.77 x 0.608	0.63(0.56)	0.16	65	11
33111	A3IIIvar	2.92		1.58(1.1)	0.28	50	
135742		2.51		0.75(0.74)			
192696	A3IV-Vn	4.38		0.72	0.28		100
23480	B6IV	4.12		0.67	0.27	70	80
42818	A0Vn	4.77		0.55	0.27		160
118623	A7III	5.05		0.72	0.27		
33328	B2IVn	4.07		0.52	0.25		50
37795		2.53		0.49(0.80)			
159561	A5III	2.22	1.784 x 1.486	2.20(1.54)	0.25		
13174	F2III	5.32(5.08)		0.75	0.24		
17584	F2III	4.57		1.11	0.24		
23302	B6III	3.59	0.48	0.76	0.24	72	30
23630	B7III	2.78		1.40(0.81 JSDC)	0.24	70	20-30
127972		2.12		0.57(0.57)	0.16		
213998	B9IV-Vn	3.95		0.66	0.24	60	60
87901	B7V	1.24	1.65 x 1.25	2.16	0.23		
157778	B9.5III	(4.5)5.40		0.66	0.23		
23850	B8III	3.54	0.47	0.77(0.47)	0.22		
96202	F3IV/V	5.28		0.74	0.22		
219688	B5Vn	4.26		0.51	0.22		60
170296	A1IV/V	4.74		0.64	0.21	60	
189037	A4Vn	5.12		0.60	0.21		
203280	A7IV-V	2.68	1.703 x 1.344	1.84(1.34)	0.21		
137422	A2III	3.06		0.9	0.20	180	17
156164	A3IVv SB	3.21		1.30	0.32	70	
187642	A7IV-V	0.98	2.029 x 1.634	4.61(3.36)	0.20		200
217675	B6pv SB	3.53	0.51		0.20	110	40

Tabla 6: Tabla de rotadores rápidos resultado de combinar el catálogo de Van Belle [2] y el catálogo del grupo de interferometría de MAGIC después de aplicar los siguientes criterios de selección: declinación $> -30^\circ$, achatamiento $> 0,18$ y magnitud $B < 5$.

B. Figuras de los mejores rotadores para observar con MAGIC

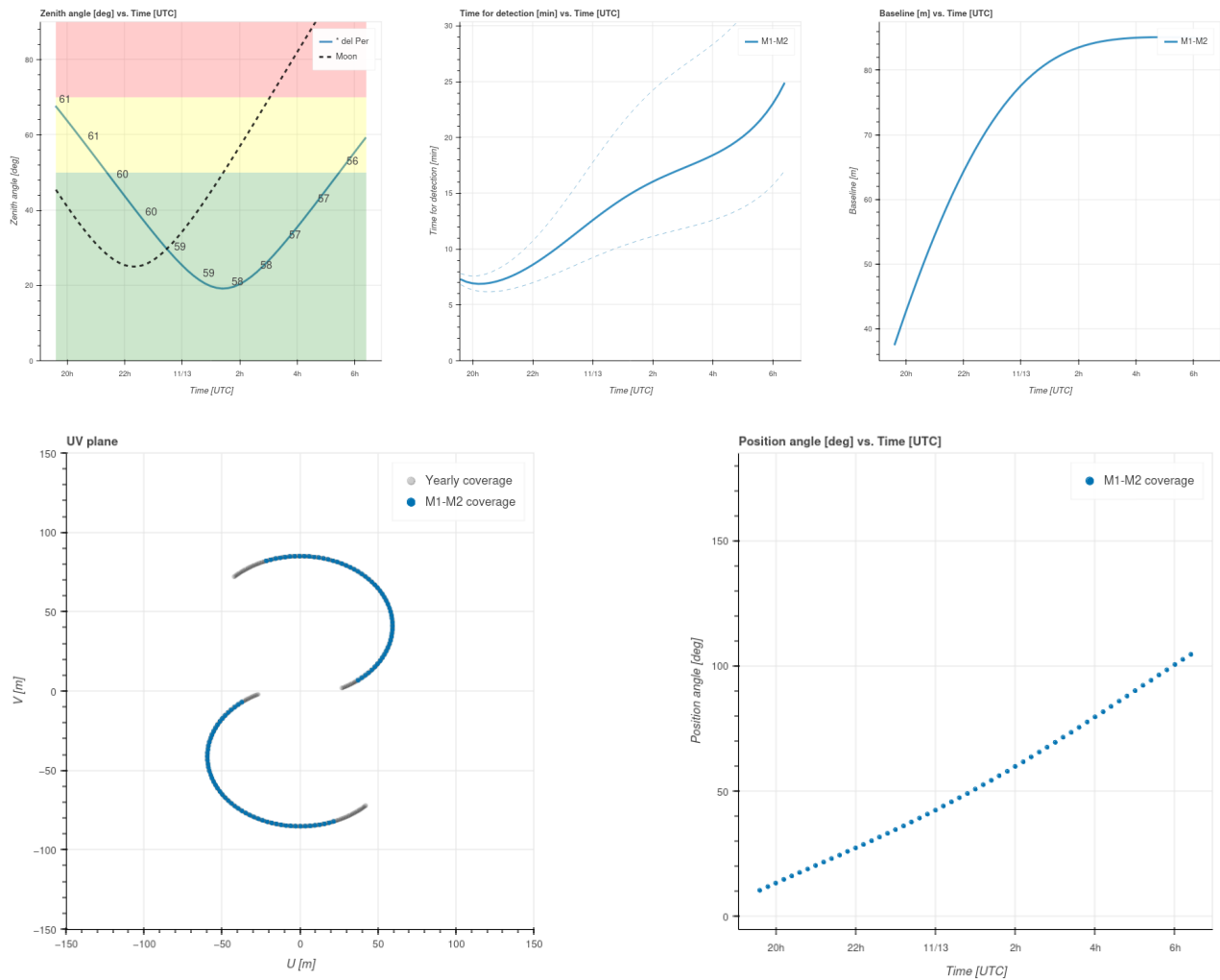


Figura 18: Gráficas resultantes de simular la estrella Delta Per con el programa SIIcheduler utilizando los telescopios MAGIC, desde el panel superior izquierdo hasta el panel inferior derecho: Visibilidad (ángulo acimutal frente al tiempo), tiempo de detección frente a hora UTC (incluyendo la incertidumbre en los tiempos de detección, líneas punteadas), baselines frente a hora UTC, cobertura UV y ángulo de posición frente al tiempo. En el panel de visibilidad las franjas de color indican los ángulos menos o más óptimos para las observaciones. Simulación de una noche de observación a mediados de noviembre.

C. Gráficas de visibilidad frente al baseline agrupando datos por bins de PA=20°

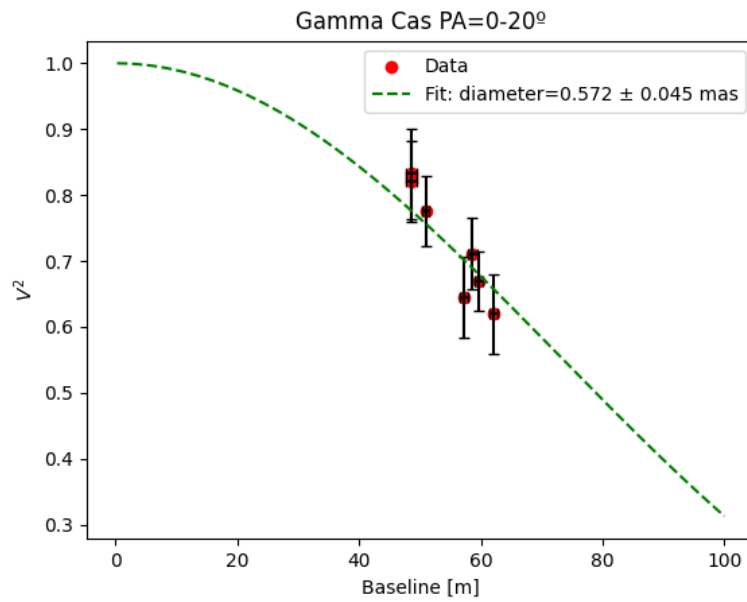


Figura 19: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=0-20°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

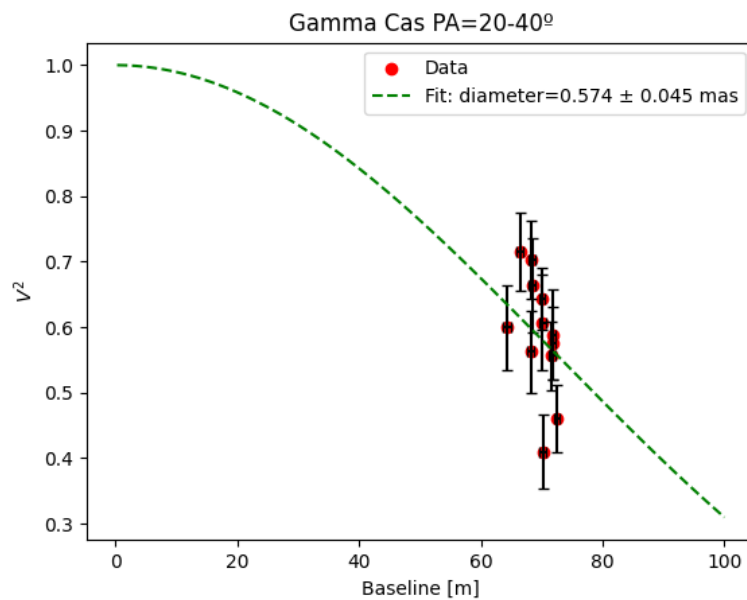


Figura 20: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=20-40°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

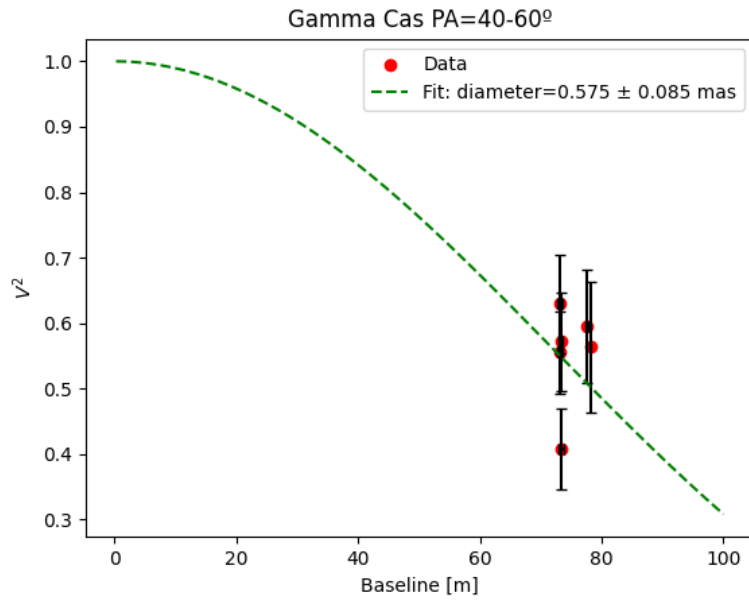


Figura 21: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=40-60°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

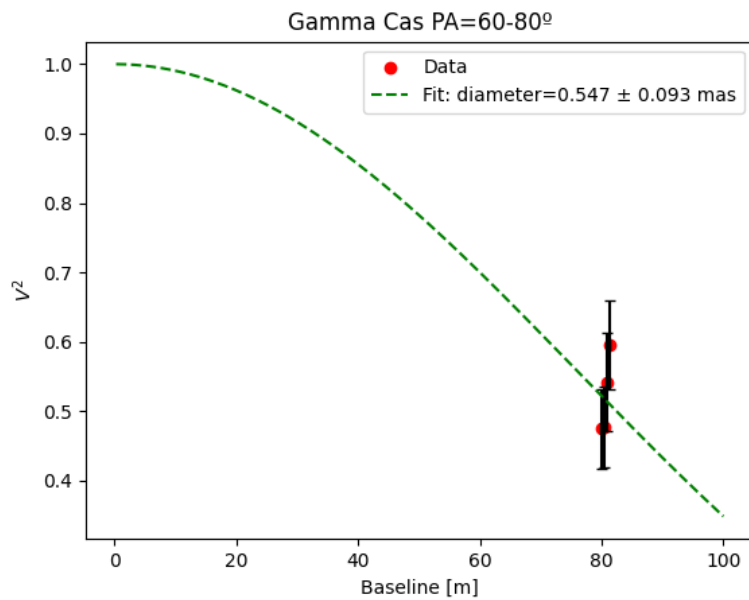


Figura 22: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=60-80°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

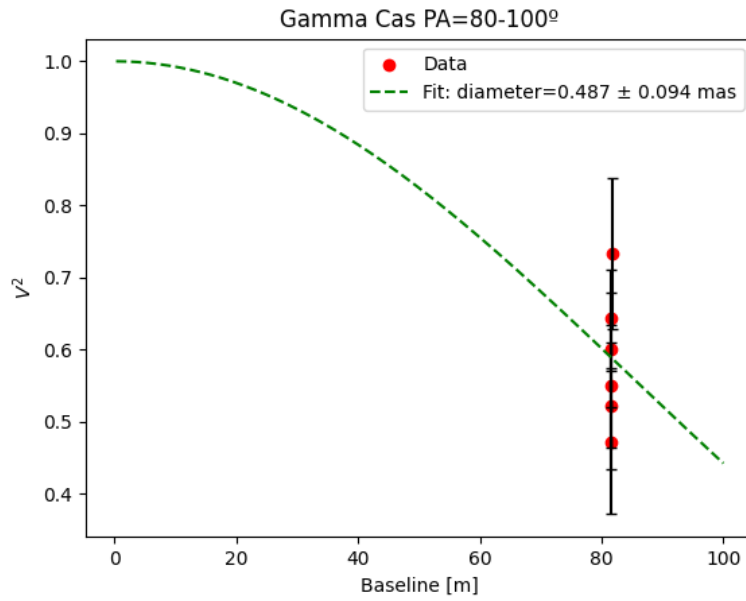


Figura 23: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=80-100°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

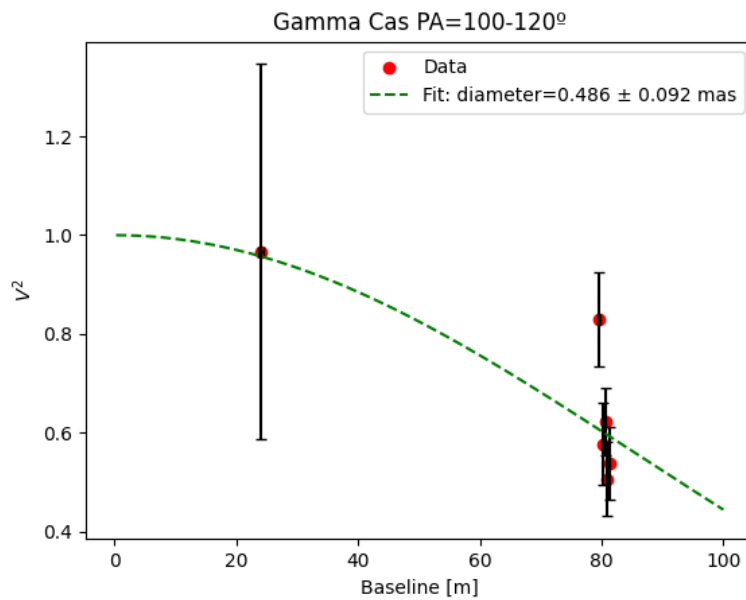


Figura 24: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=100-120°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).

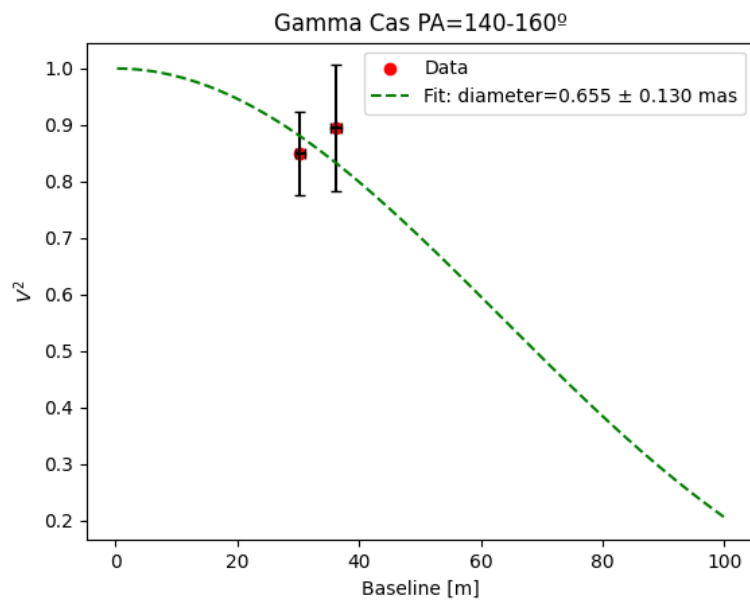


Figura 25: Gráfica de la visibilidad al cuadrado respecto del baseline para el rotador rápido Gamma Cas en el bin PA=140-160°. El diámetro angular se infiere ajustando los datos (en rojo) a la función de Bessel usando la ecuación 1.12 (línea punteada de color verde).