



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Análisis de curvas de luz de asteroides binarios

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

LICENCIADO EN FÍSICA

por

Kevin Ulises Martínez Vieyra

Asesorado por

Dr. Raúl Mújica García

Dr. Javier Miguel Hernández López

Puebla Pue.
Agosto de 2023



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Análisis de curvas de luz de asteroides binarios

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

LICENCIADO EN FÍSICA

por

Kevin Ulises Martínez Vieyra

Asesorado por

Dr. Raúl Mújica García

Dr. Javier Miguel Hernández López

Puebla Pue.
Agosto de 2023

Título: Análisis de curvas de luz de asteroides binarios

Estudiante: KEVIN ULISES MARTÍNEZ VIEYRA

COMITÉ

Dra. Ana Aurelia Avilez López
Presidente

Dr. José Ramón Valdés Parra
Secretario

Dr. José Guichard Romero
Vocal

Dra. Adriana González Juárez
Vocal

Dr. Raúl Mújica García
Dr. Javier Miguel Hernández López
Asesor

Agradecimientos

A lo largo de la realización de este trabajo, tuve la ayuda de muchas personas las cuales no solo aportaron ideas, sugerencias o críticas constructivas, sino que también escucharon con gran interés, incluso sin comprender a fondo, como es que estaba realizando cada paso de este proyecto. Es por ello que agradecer a mis padres, Silvia Vieyra Castro y Ulises Martínez Morales, quienes me dieron, a su forma, apoyo a lo largo del camino. También a mi hermano Giovanny Yandel Martínez Vieyra, quien estuvo escuchando y viendo cada idea que me surgía y cada gráfica que le mostraba, siempre con emoción y entusiasmo. A mi abuela Rosa María Morales Mota, quién siempre me dio palabras de aliento en cada momento en que me veía agotado. A mis tíos Marible Xicohtencatl Rico y Alfonso Martínez Morales.

Así mismo, quiero agradecer al Dr. Raúl Mújica García, quien me brindó muchas herramientas, conocimientos y oportunidades para llevar a cabo este proyecto y finalizarlo. A los Doctores José Ramón Valdés, José Guichard y Sergio Camacho, por ser, junto con el Dr. Raúl Mújica, los iniciadores en el estudio de asteroides en el INAOE, ya que sin ellos nunca hubiera podido conocer este fascinante tema.

También quisiera agradecer al M. C. Guillermo Cerdán, por enseñarme a utilizar muchas herramientas que usé en el desarrollo de esta tesis, así como por las noches de observación en las cuales aprendí muchísimo.

A mis amigos Iván Moreno, Javier Suarez, "Dano", Marco Arteaga, al Dr. Angel Morales, a Lizeth Lara "Nai", a Maximiliano López, Uriel Ríos, Eduardo Vega, Néstor López, Joel Castillo, Brenda Calderón, Perla Becerra y Estefani Pérez Monzón por su interés y apoyo.

Finalmente, y más allá que un agradecimiento, quisiera dedicar este trabajo a mi abuelita Maria del Pilar Fabiola Castro Aguilar, quien desgraciadamente falleció, y cuyas últimas palabras que me dijo fueron "Sigue estudiandoz espero que este trabajo sea una muestra de la importancia que tienen y tendrán estas palabras en mi vida.

Índice general

Resumen	xv
1. Introducción	1
1.1. Definición de asteroide	1
1.1.1. Nomenclatura	2
1.2. Asteroides binarios	3
1.2.1. Formación	3
1.2.2. Clasificación	5
1.3. Elementos orbitales	5
1.4. Efecto YORP	7
1.5. Distribución en el sistema solar	7
1.5.1. Asteroides Cercanos a la Tierra y Potencialmente Peligrosos	9
1.6. Taxonomía	10
1.7. Fotometría	11
1.7.1. Parámetros físicos	11
1.7.2. Curvas de luz	12
1.7.3. Curvas de luz de asteroides binarios	13
1.8. Análisis de Fourier	15
1.9. Planteamiento del problema	16
1.9.1. Impactos en la Tierra	17
1.9.2. Misiones espaciales	18
1.9.3. IAWN	19
1.10. Objetivos	20
2. Muestra de estudio	21
2.1. 1972 XA (1866 Sisyphus)	22
2.2. 2000 AS152 (26471 Tracybecker)	22
2.3. A917 SE (3034 Climenhaga)	22
2.4. 2008 BT18 (450894)	23
2.5. 2001 CP44 (25916)	23
2.6. 1971 QS1 (1857 Parchomenko)	23
3. Observación, reducción y análisis de datos	27
3.1. Generación de efemérides	27
3.2. Realización de las observaciones	29
3.2.1. Cámara Schmidt	29
3.2.2. Obtención de las imágenes astronómicas	31
3.2.3. Resultados observacionales	31
3.3. Reducción de imágenes con IRAF	32
3.4. MPO Canopus para la obtención de curvas de luz	33

3.4.1.	Generación de una curva de luz	35
3.4.2.	Método de sustracción	40
3.4.3.	Clasificación	41
3.4.4.	Curvas de ALCDEF	41
4.	Resultados	43
4.1.	Curvas de luz de los sistemas	43
4.1.1.	1972 XA (1866 Sisyphus)	44
4.1.2.	2000 AS152 (26,471 Tracybecker)	48
4.1.3.	A917 SE (3034 Climenhaga)	58
4.1.4.	2008 BT18 (450,894)	67
4.1.5.	2001 CP44 (25,916)	72
4.1.6.	1971 QS1 (1857 Parchomenko)	76
4.2.	Periodos	83
5.	Conclusiones	87
5.1.	Sistemas binarios	87
5.2.	Determinación de asteroides binarios	87
5.3.	Clasificación	88
5.4.	Requisitos para la determinación de parámetros	88
5.5.	Trabajo a futuro	88
A.	Iteraciones para la búsqueda de periodos	89
A.1.	1972 XA (1866 Sisyphus)	89
A.2.	2000 AS152 (25,471 Tracybecker)	90
A.3.	A917 SE (3034 Climenhaga)	92
A.4.	2008 BT18 (450,894)	95
A.5.	2001 CP44 (25,916)	96
A.6.	1971 QS1 (1857 Parchomenko)	97
	Bibliografía	99

Índice de figuras

1.1. Posibles caminos de evolución de asteroides después de sufrir una fisión rotacional. Diagrama recuperado de [Michel, et al., (2015)].	4
1.2. Barrera de rotación a ~ 2.2 horas para asteroides del tipo rubble piles con un diámetro entre 1-10 km. Recuperado de [Harris, 2006].	5
1.3. Elementos orbitales. Imágenes adaptadas de [Michimani, 2019].	6
1.4. Distribución de cuerpos menores en el sistema solar. En 1.4a se observa el Cinturón Principal de Asteroides así como el grupo de Troyanos ubicados en la órbita de Júpiter (puntos de Lagrange L_4 y L_5). En 1.4b se distinguen algunos asteroides pertenecientes a los grupos Troyanos, Centauros y Trans-neptunianos. En 1.4c se distinguen algunos TNOs. En todas las figuras aparecen solamente aquellos objetos numerados hasta el 1 de enero de 2018. Los asteroides aparecen como puntos amarillos. Imágenes recuperadas de [JPL, 2018].	8
1.5. Franjas de Kirkwood. Se aprecian las diferentes resonancias con Júpiter que crean estas franjas. La figura corresponde a asteroides con órbitas bien definidas hasta junio de 2007. Figura recuperada de [JPL, 2018].	9
1.6. Representación de las distintas familias de NEAs. Figura recuperada de [Michimani, 2019].	10
1.7. Variación en el brillo de un asteroide a lo largo del tiempo debido a su rotación. Imagen recuperada de [ASTEROID FOUNDATION, 2022].	13
1.8. Curva de luz del asteroide 1866 Sisyphus. Los datos aparecen en fase.	13
1.9. Modelo tridimensional del sistema binario 1999 KW4 realizado mediante observaciones de radar [Ostro, et al., 2006]. Se puede apreciar como la dinámica de estos sistemas puede ocasionar un evento mutuo, dependiendo del punto de vista del observador.	14
1.10. LC del asteroide binario (66391) 1999 KW4. Se aprecian las caídas en el brillo debido al paso de la componente secundaria en la línea de visión al momento de realizar las observaciones. Datos recuperados de [Warner, 2023].	14
1.11. Representación visual de la descomposición de una onda en sus diferentes componentes simples. Captura de pantalla del vídeo [3Blue1Brown Español, 2020].	15
1.12. Se puede apreciar el aumento en la población de NEAs mayores a 140 m y aquellos mayores a 1 km a lo largo de los años. También, se puede notar como de 2010 a 2023 (poco más de una década), hay más del triple de objetos detectados. Gráfico recuperado de [CNEOS (NASA), s.f.].	16
1.13. Histograma de la población de NEAs descubiertos con un diámetro menor que 1 km. Gráfico recuperado de [CNEOS (NASA), s.f.].	16
1.14. Población estimada de NEAs menores que un valor de magnitud H o mayores que un valor D de diámetro. Recuperado de [Harris, et al., 2021].	17

1.15. En la Figura 1.15a (recuperada de [NASA, 2008]) se pueden apreciar los daños dejados por la entrada del objeto rocoso de aproximadamente 37 metros. Mientras que en la Figura 1.15b (recuperado de [ABC News, 2013]), se aprecia parte de los daños originados por el paso de un meteoro el 13 de febrero de 2013 en la ciudad rusa de Chelyabinsk.	18
1.16. Parte de la transmisión realizada en vivo por la NASA el 26 de septiembre de 2022 donde se muestran momentos previos al impacto de la misión DART en la componente secundaria Dimorfos del sistema binario Didymos. Captura de pantalla de [NASA, 2022].	19
2.1. Órbitas de los asteroides estudiados en este trabajo. Los esquemas fueron obtenidos de [JPL, 2023].	26
3.1. Tabla de opciones de filtrado del Generador de efemérides del Collaborative Asteroid Lightcurve Link. Se muestran los diferentes parámetros que pueden ajustarse para la obtención de una lista de asteroides con las características deseadas, y de los cuales, se podrán generar sus efemérides.	28
3.2. Generador de Efemérides del MPC. Gracias a una mayor precisión en los parámetros de fecha, hora, intervalo de las efemérides y ubicación de observación, permite tener una mayor precisión y certeza para la realización de las observaciones.	28
3.3. Diseño óptico de la Cámara Schmidt. Figura recuperada de [Díaz, et al., 2020]. . .	29
3.4. Ajustes generales para el software MPO Canopus, en los que se incluyen datos del telescopio, catálogos para astrometría, presentación de las imágenes y ajustes de fotometría.	34
3.5. Ventana del software MPO Canopus de la creación y ajuste de sesiones fotométricas.	35
3.6. Astrometría realizada con la herramienta Auto Match de Canopus.	35
3.7. Ajustes de las aperturas en MPO Canopus. El tamaño de las aperturas se puede modificar de tal forma que pueden ser circulares o elípticas, siempre que sea un número impar. Las aperturas rojas corresponden a las estrellas y la amarilla corresponde al asteroide.	36
3.8. Estrellas de comparación. La Figura de la izquierda corresponde a una estrella no variable. La Figura de la derecha muestra el promedio de todas las estrellas de comparación usadas en la sesión. Se aprecia que el comportamiento es no variable y no difieren en valores de décimas de magnitud o incluso en valores de 2 mag, por lo que se reduce el error.	37
3.9. Parámetros disponibles para la búsqueda de periodos.	39
3.10. Proceso iterativo para la resolución del periodo de rotación de la componente primaria, P1, y de los periodos de órbita y rotación de la componente secundaria, Po2 y Pr2, respectivamente.	41
4.1. Curva del sistema 1972 XA (1866 Sisypheus), $\alpha = 16.1$	45
4.2. Curva de luz de la componente primaria del sistema 1972 XA (1866 Sisypheus). . .	46
4.3. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 1972 XA (1866 Sisypheus).	47
4.4. Curva del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), $\alpha = 5.5$	49
4.5. Curva de luz de la componente primaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker) con $\alpha = 5.5^\circ$	50
4.6. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$	51
4.7. Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$ y un periodo de $Pr2 = 22.80 \pm 0.01h$.	52

4.8. Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$ y un periodo de $Pr2 = 51.96 \pm 0.01h$.	53
4.9. Curva del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), $\alpha = 13.8$.	54
4.10. Curva de luz de la componente primaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker) con $\alpha = 13.8^\circ$.	55
4.11. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 13.8^\circ$.	56
4.12. Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 13.8^\circ$ y un periodo de $Pr2 = 15.715 \pm 0.001h$.	57
4.13. Curva del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), $\alpha = 3.0$.	59
4.14. Curva del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), $\alpha = 13.0$.	60
4.15. Curva de luz de la componente primaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga) con $\alpha = 13.0^\circ$.	61
4.16. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 13.0^\circ$.	62
4.17. Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 13.0^\circ$.	63
4.18. Curva del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), $\alpha = 26.8$.	64
4.19. Curva de luz de la componente primaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga) con $\alpha = 26.8^\circ$.	65
4.20. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 26.8^\circ$.	66
4.21. Curva del sistema 2008 BT18 (450,894), $\alpha = 44.7$.	68
4.22. Curva de luz de la componente primaria del sistema 2008 BT18 (450,894) con $\alpha = 44.7^\circ$.	69
4.23. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2008 BT18 (450,894), con $\alpha = 44.7^\circ$.	70
4.24. Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2008 BT18 (450,894), con $\alpha = 44.7^\circ$.	71
4.25. Curva del sistema 2001 CP44 (25,916), $\alpha = 27.2$.	73
4.26. Curva de luz de la componente primaria del sistema 2001 CP44 (25,916) con $\alpha = 27.2^\circ$.	74
4.27. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2001 CP44 (25,916), con $\alpha = 27.2^\circ$.	75
4.28. Curva del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), $\alpha = 4.1$.	77
4.29. Curva de luz de la componente primaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko) con $\alpha = 4.1^\circ$.	78
4.30. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 4.1^\circ$.	79
4.31. Curva del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), $\alpha = 11.2$.	80
4.32. Curva de luz de la componente primaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko) con $\alpha = 11.2^\circ$.	81
4.33. Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 11.2^\circ$.	82

Índice de tablas

1.1. Designación de la letra dependiendo de la quincena de descubrimiento para el nombre de un asteroide. Se omiten las letras I, Ñ y Z. Adaptado de [MPC (IAU), 2023]. . .	2
1.2. Designación de la letra dependiendo del orden de descubrimiento en la quincena. Se omite la letra I. Adaptado de [MPC (IAU), 2023].	3
1.3. Elementos orbitales. La mayoría de las definiciones fueron tomadas de [JPL, 2022].	6
1.4. Grupos de asteroides con base en sus características orbitales.	7
1.5. Familias de NEAs.	9
2.1. Coordenadas geográficas del Observatorio Astrofísico Nacional de Tonantzintla. . .	21
2.2. Asteroides de la muestra de estudio que tienen información acerca del periodo de órbita de su componente secundaria. Los parámetros $P_{i,r}$ y $P_{i,o}$, con $i = 1, 2$, son los periodos de rotación y órbita, respectivamente, de las componentes donde se designa el número 1 para la primaria y 2 para la secundaria.	24
2.3. Asteroides de la muestra de estudio que no tienen información acerca del periodo de órbita de su componente secundaria o que son candidatos a ser un sistema binario. Los parámetros $P_{1,r}$ y $P_{1,o}$ son los periodos de rotación y órbita, respectivamente, de la componente primaria.	25
3.1. Características de la rueda de filtros basada en el sistema estándar Johnson UBVRI [Cerdán, 2019].	29
3.2. Elementos ópticos de la Cámara Schmidt del INAOE junto con los valores de sus principales parámetros [Valdés, et al., 2016].	30
3.3. Características del detector CCD [SBIG Astronomical Instruments, 2015].	30
3.4. Parámetros del sistema óptico [Valdés, et al., 2016].	30
3.5. Detalles de las observaciones para cada objeto, entre los que destacan la fecha de observación, sus coordenadas de ascensión recta RA y declinación DEC, así como el ángulo de fase α y la magnitud en V y el filtro usado. Los valores de Δ y r corresponden a las distancias del asteroide a la Tierra y al Sol, respectivamente. . .	31
3.6. Detalles de las observaciones realizadas. Únicamente se muestran aquellos conjuntos que se utilizaron para la fotometría, pues algunos eran de mala calidad debido a factores como la señal a ruido del asteroide o por la calidad de la noche de observación. Las columnas Número y Exp (s) se refieren al número de imágenes del conjunto y al tiempo de exposición en segundos con el que se obtuvieron, respectivamente. . .	32
3.7. Armónicos dominantes en el análisis de Fourier en base a la amplitud de la curva de luz.	39
3.8. Datos de las curvas de luz recuperadas de ALCDEF para su uso en la búsqueda de periodos de los sistemas binarios.	42

4.1. Periodos de rotación de la componente principal de cada sistema binario incluyendo los eventos mutuos. El parámetro ALCDEF indica el periodo de rotación del primario recuperado de la base de datos con el mismo nombre.	44
4.2. Parámetros encontrados para las componentes de los sistemas binarios analizados.	85
A.1. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 1972 XA (1866 Sisypheus), con $\alpha = 16.1^\circ$	90
A.2. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2000 AS152 (25,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$	90
A.3. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2000 AS152 (25,471 Tracybecker), con $\alpha = 13.8^\circ$	91
A.4. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 3.0^\circ$	92
A.5. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 13.0^\circ$	93
A.6. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 26.8^\circ$	94
A.7. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2008 BT18 (450,894), con $\alpha = 44.7^\circ$	95
A.8. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2001 CP44 (25,916), con $\alpha = 27.2^\circ$	96
A.9. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 4.1^\circ$	97
A.10. Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 11.2^\circ$	98

Resumen

En este trabajo se analizaron las curvas de luz de tres sistemas binarios de asteroides, junto con las curvas de otros tres sistemas candidatos a binariedad. Los objetos estudiados fueron tomados de una lista de asteroides observados con la Cámara Schmidt del INAOE (Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica) como parte de un programa de reactivación de este telescopio.

Se generaron imágenes fotométricas utilizando este instrumento, para posteriormente realizar la fotometría diferencial utilizando el software MPO Canopus (Minor Planet Observer's Canopus). Usando además curvas de ALCDEF (Asteroid Lightcurve Photometry Database), fue posible ajustar la forma de las curvas de luz de cada sistema a diferentes ángulos de fase α y así determinar la ubicación y profundidad de los eventos mutuos (tránsitos o eclipses) de la componente secundaria (la de menor tamaño).

Mediante el método de sustracción, el cual consiste en sustraer de la curva general del sistema las aportaciones de una o ambas componentes del sistema binario, se determinaron los periodos de rotación de la componente principal (la de mayor tamaño), así como los de órbita y, en algunos casos, de rotación de la componente secundaria. Con esta información, fue posible caracterizar, además de los periodos de rotación y órbita, parámetros como amplitudes de las curvas de luz, el cociente entre las secciones mínimas y máximas CS_{min}/CS_{max} , la mayor profundidad de los eventos mutuos, lo cual permitió calcular un cociente entre los diámetros de la componente más pequeña y la componente más grande D_2/D_1 , el tipo de órbita que tenían, además de que se dio una posible clasificación de estos objetos.

Finalmente, con base en los resultados obtenidos se encontraron algunos requisitos que podrían mejorar observaciones futuras que busquen caracterizar este tipo de sistemas: el límite de 16 mag que permitiría observar sistemas binarios para su posterior caracterización con la Cámara Schmidt, la presencia de eventos mutuos en las curvas de luz, la necesidad de realizar observaciones consecutivas, un alto grado de certeza en la resolución del periodo de rotación de la componente principal, la determinación en la amplitud de las órbitas, una cobertura temporal de las observaciones de por lo menos un periodo completo de la componente más grande y, campos de observación con una gran cantidad de estrellas del tipo análogo solar.

Palabras clave: *Asteroides binarios, componente primaria, componente secundaria, periodos.*

Capítulo 1

Introducción

El sistema solar se comenzó a formar hace aproximadamente 4.5 mil millones de años y a través de una constante evolución se formaron los planetas que observamos en la actualidad. Sin embargo, este proceso dejó vestigios que aún son visibles, como es el Cinturón Principal de Asteroides (Main Belt Asteroids, MBAs, por sus siglas en inglés), ubicado entre las órbitas de Marte y Júpiter, el cual muestra los restos de *planetesimales* que fueron los primeros objetos de gran tamaño en el disco protoplanetario y que dieron paso a la formación de los planetas [Pfalzner, et al., 2015]. Por ello, los asteroides se vuelven piezas clave en el estudio de la formación de nuestro sistema solar. Sin embargo, ésta no es la única razón por la que se estudian estos objetos.

Existen asteroides cuyas órbitas llegan a ser lo bastante cercanas como para llegar a coincidir espacial y temporalmente con la órbita de la Tierra en su desplazamiento en torno al Sol. En estos casos, los objetos pueden impactar con nuestro planeta y, dependiendo principalmente de su tamaño, densidad, composición y ángulo de impacto [Collins, et al., 2020], pueden llegar a causar grandes daños a nuestro planeta, desde la destrucción de algunos miles de kilómetros cuadrados, como lo ocurrido en 1908 en Tunguska [NASA, 2008], hasta una extinción masiva como la ocurrida hace aproximadamente 65.5 millones de años, y cuya evidencia (aún discutida) es el cráter dejado por el asteroide en Chicxulub [Schulte, et al., 2010].

Dentro de la diversa población de este tipo de objetos se encuentran los denominados como asteroides binarios, los cuales son sistemas de dos cuerpos gravitacionalmente ligados. Esta clase de asteroides podrían ayudarnos a comprender mejor la formación y evolución de otras clases de asteroides, así como las posibles formas de modificar su dinámica.

1.1. Definición de asteroide

Para definir lo que es un asteroide es necesario definir primero que es un planeta y que es un planeta enano. De acuerdo con la *International Astronomical Union* [IAU, 2022], un planeta debe cumplir con las siguientes características:

1. Se encuentra en órbita alrededor del Sol
2. En algún momento alcanzó el equilibrio hidrostático (lo cual lo llevó a tener una forma casi esférica)
3. Ha limpiado los alrededores de su órbita

De manera muy similar, un planeta enano debe cumplir con las siguientes características:

1. Se encuentra en órbita alrededor del Sol

2. En algún momento alcanzó el equilibrio hidrostático (lo cual lo llevó a tener una forma casi esférica)
3. No ha limpiado los alrededores de su órbita
4. No es un satélite

Los demás objetos que orbitan alrededor del Sol (con excepción de los satélites), son denominados, en conjunto, como *Cuerpos Menores del Sistema Solar* [IAU, 2022]. Dentro de esta categoría es que los asteroides se encuentran.

Por lo tanto, se puede definir a un *asteroide* como un cuerpo menor del sistema solar que está constituido generalmente por roca o metal y que presenta una morfología irregular. Cabe señalar que los asteroides no cuentan con material volátil (hielo y polvo) que pueda formar la característica cola de los cometas que se forma cuando se acercan al Sol, por lo que de esta manera, en principio, se les podría diferenciar. Además, las órbitas de los cometas tienen una gran excentricidad ($e \geq 1$), mientras que los asteroides tienen órbitas menos excéntricas ($0 < e < 1$).

1.1.1. Nomenclatura

La forma en la que se da nombre a un asteroide ha cambiado desde el descubrimiento de Ceres, el cual es considerado como el primer descubrimiento de este tipo de cuerpos. Sin embargo, el *Minor Planet Center*, MPC, de la *IAU* es actualmente el organismo encargado de nombrarlos. Cuenta con un sistema mediante el cual se nombra de manera provisional a un objeto que debe tener al menos dos noches de observación, pero que no se ha podido identificar como un objeto conocido [MPC (IAU), 2023]. El sistema consiste en asignar en primer lugar el año en que fue descubierto. Después se coloca un espacio seguido de una letra que corresponde con la quincena del mes en que se descubrió (Tabla 1.1), seguida de otra letra que indica el orden de descubrimiento dentro de dicha quincena (Tabla 1.2). En el caso en que sean más de 25 objetos los que se han descubierto en la quincena, se procede a iniciar de nuevo el orden de la segunda letra pero ahora colocando al final un número que indica cuantas veces se ha repetido dicha letra. Por ejemplo, para el asteroide 2001 CP44, el primer número indica el año en que fue descubierto, 2001. La primera letra, C, indica que fue en la primera quincena de febrero. La segunda letra y número indica que éste es el número $(44 * 25) + 15 = 1115$ en ser descubierto en ese periodo, pues después de recorrer todas las 25 letras de la Tabla 1.2 44 veces, se tuvo que recorrer una vez más hasta llegar a la letra P, que corresponde a la letra número 15. Si bien, este sistema se implementó a partir de 1925, los nombres para descubrimientos antes de ese año se adaptaron colocando la letra “A” al inicio del nombre. Por ejemplo, Ceres recibe también el nombre de A801 AA.

Letra	Fecha	Letra	Fecha
A	Enero 1-15	N	Julio 1-15
B	Enero 16-31	O	Julio 16-31
C	Febrero 1-15	P	Agosto 1-15
D	Febrero 16-29	Q	Agosto 16-31
E	Marzo 1-15	R	Septiembre 1-15
F	Marzo 16-31	S	Septiembre 16-30
G	Abril 1-15	T	Octubre 1-15
H	Abril 16-30	U	Octubre 16-31
J	Mayo 1-15	V	Noviembre 1-15
K	Mayo 16-31	W	Noviembre 16-30
L	Junio 1-15	X	Diciembre 1-15
M	Junio 16-30	Y	Diciembre 16-31

Tabla 1.1: Designación de la letra dependiendo de la quincena de descubrimiento para el nombre de un asteroide. Se omiten las letras I, Ñ y Z. Adaptado de [MPC (IAU), 2023].

Letra	Orden	Letra	Orden
A	1°	O	14°
B	2°	P	15°
C	3°	Q	16°
D	4°	R	17°
E	5°	S	18°
F	6°	T	19°
G	7°	U	20°
H	8°	V	21°
J	9°	W	22°
K	10°	X	23°
L	11°	Y	24°
M	12°	Z	25°
N	13°		

Tabla 1.2: Designación de la letra dependiendo del orden de descubrimiento en la quincena. Se omite la letra I. Adaptado de [MPC (IAU), 2023].

1.2. Asteroides binarios

Dentro de la gran cantidad de asteroides que se han detectado, hay algunos que tienen la peculiaridad de ser sistemas formados por dos objetos. Estos son los denominados asteroides binarios. Más precisamente, los asteroides de dos componentes que están gravitacionalmente ligados reciben el nombre de asteroides binarios o simplemente binarios [Michel, et al., (2015)]. Dentro de un sistema binario, llamaremos “componente primaria” o “primaria” a la de mayor tamaño, mientras que la de menor tamaño recibe el nombre de “componente secundaria” o “secundaria”.

Debido a su naturaleza binaria, existen términos que explican la relación que hay entre los periodos de rotación y órbita de las componentes. De acuerdo con la terminología mostrada en [Michel, et al., (2015)], se tiene lo siguiente:

- Binarios asíncronos: los periodos de rotación y órbita de las componentes no tienen sincronía.
- Binarios síncronos: el periodo de giro de la componente secundaria está sincronizado con el periodo orbital mutuo.
- Binarios doblemente síncronos: los periodos de rotación de ambas componentes están sincronizados con el periodo orbital mutuo.

Adicionalmente, hay un efecto equivalente al efecto YORP para este tipo de sistemas. El efecto YORP binario (BYORP) se refiere al cambio en las dimensiones de las órbitas mutuas de algunos asteroides síncronos debido a la reflexión y reemisión de la radiación proveniente del Sol. Este efecto puede provocar que las componentes se mantengan unidas o que, por el contrario, una de ellas salga despedida del sistema.

1.2.1. Formación

Los asteroides en realidad pueden no ser un cuerpo rígido. Se ha encontrado evidencia de cuerpos (25143 Itokawa) que están formados de fragmentos unidos por su interacción gravitacional. Es por ello que se puede considerar a los asteroides como cuerpos rígidos o como montones de escombros (*rubble pile*). A partir de esta información, se han creado teorías, algunas con evidencia sólida, que explican la formación de sistemas binarios.

Una forma de explicar la formación de estos sistemas tiene que ver con colisiones, donde destacan dos tipos: escape de sistemas binarios de eyección (EEB) y satélites objetivo destrozados (SMATS).

El primer tipo se refiere a la creación de un sistema binario debido a una colisión, esto es, fragmentos eyectados de la colisión se transforman en un sistema binario. El segundo tipo se basa en la creación de satélites pequeños que comienzan a orbitar la pila de escombros resultante de una colisión posterior.

La segunda teoría, denominada como fisión rotacional, se basa en el límite con el que pueden llegar a rotar los asteroides antes de descomponerse. Esto se debe en parte al efecto YORP, que afecta el estado de rotación de un asteroide en escalas de millones de años. Dependiendo de la densidad, velocidad de giro y estructura (cuerpo rígido o pila de escombros), un asteroide puede fragmentarse formando satélites. Este tipo de mecanismo es el que predomina en la formación de sistemas binarios dentro de la población de NEAs y MBAs. Sin embargo, después de la fisión rotacional el sistema puede sufrir diferentes transformaciones dependiendo de las características del mismo. Estos diferentes procesos y estados finales pueden observarse en la Figura 1.1, donde puede observarse que la razón de masas $q = m_2/m_1$ entre las componentes juega un papel fundamental en el proceso de evolución.

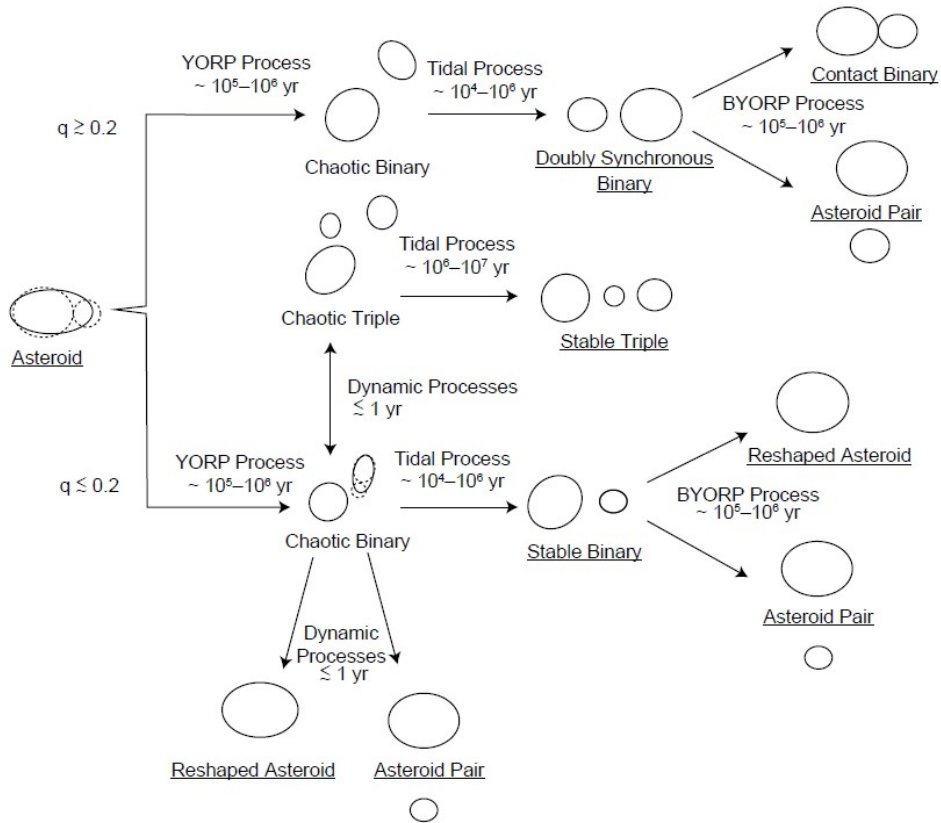


Figura 1.1: Posibles caminos de evolución de asteroides después de sufrir una fisión rotacional. Diagrama recuperado de [Michel, et al., (2015)].

De acuerdo con [Harris, 2006], asteroides con un diámetro entre 1-10 km tienen una especie de barrera en cuanto a su periodo de rotación se refiere. Este valor es de aproximadamente 2.2 horas. Dado que este es el periodo de rotación en torno al cual la fuerza centrífuga en el ecuador iguala a la fuerza de gravedad de cuerpos casi esféricos con densidades entre $2-3 \text{ g/cm}^3$, se infiere que muchos de estos objetos en este rango de tamaño son del tipo rubble piles. En el rango de algunos cientos de metros de diámetro, los asteroides dejan de atenerse a esta barrera, por lo que la fisión rotacional es más común en objetos menores que 10 km.

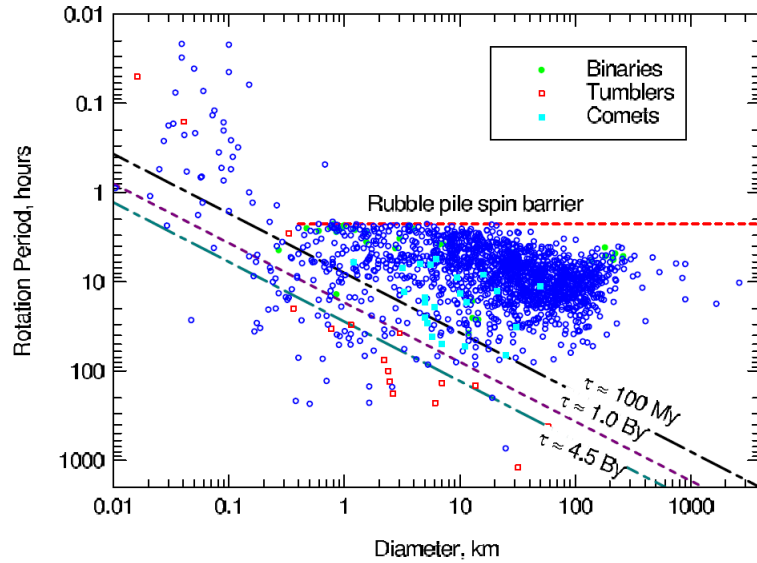


Figura 1.2: Barrera de rotación a ~ 2.2 horas para asteroides del tipo rubble piles con un diámetro entre 1-10 km. Recuperado de [Harris, 2006].

1.2.2. Clasificación

De acuerdo con [Michel, et al., (2015)], existe una clasificación para los asteroides binarios del sistema solar interior, la cual se describe a continuación:

- Grupo L: asteroides con diámetro mayor que 20 km, con satélites relativamente más pequeños, $0.03 \lesssim D_2/D_1 \lesssim 0.2$. Periodos de rotación en torno a 4.1 h hasta 7.0 h. Con excepción de Kalliope, todos rotan a menor de la mitad de la razón de disrupción de un cuerpo esférico de densidad $2g/cm^3$.
- Grupo A: asteroides con diámetro menor que 20 km, con satélites relativamente pequeños, $0.09 \lesssim D_2/D_1 \lesssim 0.58$, en órbitas estrechas, tal que el semi-eje mayor sea menor que 9 veces el radio del primario, $2.7 \lesssim a \lesssim 9R_1$. Tienen diámetros entre 0.15 y 11 km. Tienen periodos entre 2.2 h y 4.4 h, siempre dentro de un factor de 2 de la razón de disrupción para un cuerpo esférico de densidad $2g/cm^3$. La rotación del primario no está sincronizada con el periodo de órbita, pero la rotación de la secundaria en la mayoría de los casos sí lo está. Tienen periodos orbitales entre 11.7 y 58.6 h.
- Grupo B: asteroides con diámetro menor que 20 km, con satélites relativamente grandes, $D_2/D_1 \lesssim 0.7$, en órbitas estrechas, $a \lesssim 9R_1$. Son sistemas que son doblemente sincrónicos. Tienen periodos de órbita entre 13.9 y 49.1 h. La gran mayoría se encuentran en el MBAs.
- Grupo W: asteroides con diámetro menor que 20 km, con satélites relativamente pequeños, $0.2 \lesssim D_2/D_1 \lesssim 0.7$, en órbitas amplias, $9R_1 \lesssim a \lesssim 116R_1$. Siguen el patrón asíncrono de el subgrupo del Grupo A.

1.3. Elementos orbitales

Como se definió anteriormente, los asteroides se mueven en órbitas elípticas alrededor del Sol. Existe un conjunto de elementos que nos ayudan a conocer la posición y la velocidad del objeto en algún momento específico. Estos elementos se muestran en la Tabla 1.3.

Nombre	Símbolo	Descripción
Semi-eje mayor	a	Es la mitad de la longitud del eje mayor de la órbita elíptica.
Excentricidad	e	Es la razón entre la mitad de la distancia entre los focos c y el semieje mayor a : $e = \frac{c}{a}$.
Inclinación	i	Es el ángulo que se forma con respecto al plano de la eclíptica y el plano que contiene a la órbita.
Afelio	Q	El punto más lejano de una órbita al Sol.
Perihelio	q	El punto más cercano de una órbita al Sol.
Argumento del perihelio	ω	Ángulo en el plano de la órbita entre el nodo ascendente ¹ y el punto del perihelio.
Longitud del nodo ascendente	Ω	Ángulo en el plano de la eclíptica entre el eje x del marco inercial y la línea que pasa por el nodo ascendente.
Anomalía media	M	Es el resultado del producto del movimiento medio de un cuerpo en órbita y el tiempo pasado el paso del perihelio.
Época		Es la fecha ² en la que fueron calculados los elementos orbitales.

Tabla 1.3: Elementos orbitales. La mayoría de las definiciones fueron tomadas de [JPL, 2022].

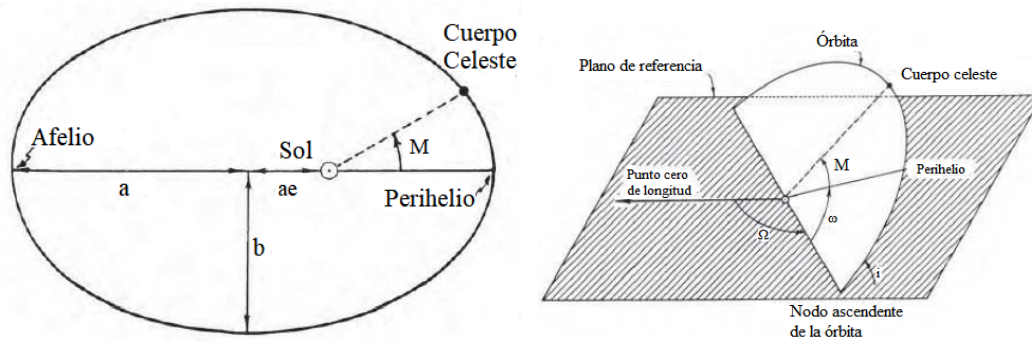


Figura 1.3: Elementos orbitales. Imágenes adaptadas de [Michimani, 2019].

Usando estos elementos orbitales podemos obtener el tiempo y la zona del cielo en la cual podremos observarlo. A esta información se le conoce como efemérides y regularmente se obtienen mediante algún generador que utiliza toda esta información para dar, con base también en las coordenadas geográficas desde las cuales se observará, las coordenadas de ascensión recta y declinación del objeto y la hora local, o en formato UTC, en la cual pasará por esa zona del cielo.

Debido a la constante evolución e interacción de todos los objetos del sistema solar, estos elementos orbitales no tienen valores fijos. Esto es debido a que hay diversos factores que tienen influencia en las órbitas de los asteroides, siendo los principales las resonancias orbitales [Gallardo, 2016], el tránsito cerca de un planeta y/o el efecto YORP.

¹Punto de la órbita donde el objeto “asciende” a través del plano de la eclíptica, pasando de abajo hacia arriba, es decir, va de sur a norte.

²Se usa el formato de la fecha Juliana, el cual es un contador de días y fracciones de días del Tiempo Universal (UT), el cual comienza desde el mediodía del 1 de enero del 4713 a.C.

1.4. Efecto YORP

El efecto Yarkovsky-O'Keefe-Radzievskii-Paddack (YORP) se refiere a las consecuencias que tiene la radiación proveniente del Sol en el movimiento de los asteroides. La absorción y reemisión de la radiación provoca una torca que modifica el estado de rotación de asteroides menores que 30-40 km de diámetro [Michel, et al., (2015)]. Dado que esta contribución es pequeña, este efecto tiene consecuencias notables tras largos periodos de tiempo (en la escala de millones de años). En el caso de los asteroides binarios, este efecto juega un papel en el proceso de formación de estos sistemas pues la modificación en el estado de rotación puede llevar al asteroide a una fisión rotacional, dependiendo de factores como la densidad y el cociente entre las masas de las componentes.

1.5. Distribución en el sistema solar

Desde el descubrimiento del primer asteroide denominado Ceres, en 1801, por Giuseppe Piazzi, junto con el desarrollo de nuevas técnicas e instrumentos astronómicos, se ha encontrado que estos objetos no son pocos y que además se encuentran distribuidos en diversas zonas del sistema solar. La conglomeración más estable de estos objetos se encuentra en el MBAs, aunque hay otras regiones en las cuales es posible encontrar conjuntos de este tipo de objetos. Los distintos grupos de asteroides se encuentran descritos en la Tabla 1.4.

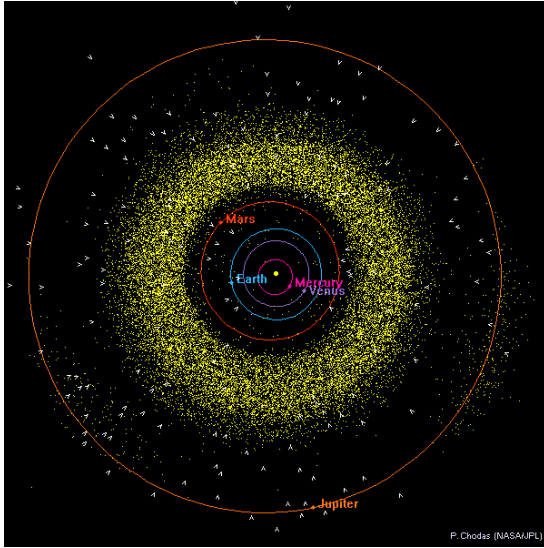
Los asteroides pueden cambiar de grupo orbital debido a distintas razones, como interacciones gravitacionales los planetas. Las resonancias orbitales, por ejemplo, se dan cuando las órbitas de dos objetos se relacionan por números enteros, lo que ocasiona una influencia gravitacional que modifica la excentricidad de sus órbitas [Gallardo, 2016]. Hay ciertas resonancias que crean gran inestabilidad en las órbitas de algunos objetos, por lo que no permanecen mucho tiempo en estas regiones de resonancias orbitales. Los asteroides del Cinturón Principal tienen diferentes resonancias de este tipo con Júpiter, lo que ocasiona huecos la distribución de asteroides en el Cinturón Principal. Estos vacíos son llamadas franjas de Kirkwood, y aunque no son realmente visibles debido a que los asteroides pasan continuamente por estas zonas, permiten dividir la región del Cinturón Principal en distintos grupos (Figura 1.5).

Grupo	Características	Población ³
Objetos trans-neptunianos (TNOs)	Son todos aquellos objetos cuya órbita alrededor del Sol se ubica más allá de la órbita de Neptuno, es decir, su semieje mayor supera las 30.1 UA.	4,211
Centauros	Son asteroides cuyas órbitas se ubican entre Júpiter y Neptuno, es decir, tienen órbitas cuyo semieje mayor varía desde 5.5 a 30.1 UA.	684
Trojanos ⁴	Tienen la peculiaridad de que se ubican en la órbita de Júpiter, en los puntos denominados como puntos de Lagrange L_4 (60° por delante del planeta) y L_5 (60° detrás). Tienen una resonancia orbital 1:1 con este planeta, además, sus órbitas tienen un valor de semieje mayor entre 4.6 y 5.5 UA.	12,400
Asteroides del Cinturón Principal (MBAs)	Están localizados entre las órbitas de Marte y Júpiter, se divide en tres regiones dependiendo el semieje mayor de las órbitas de los objetos que ahí se encuentran: interna ($2.1 \text{ UA} \leq a \leq 2.5 \text{ UA}$), central ($2.5 \text{ UA} \leq a \leq 2.8 \text{ UA}$) y exterior ($2.8 \text{ UA} \leq a \leq 3.3 \text{ UA}$).	1,191,357
Asteroides Cercanos a la Tierra (NEAs)	Son aquellos asteroides que tienen un perihelio menor que 1.3 UA y un afelio mayor o igual que 0.983 UA.	31,100
Asteroides Potencialmente Peligrosos (PHAs)	Son asteroides cuya distancia mínima de intersección a la órbita (MOID) con la Tierra es menor o igual que 0.05 UA y que tienen una magnitud menor o igual que 22.	2,311

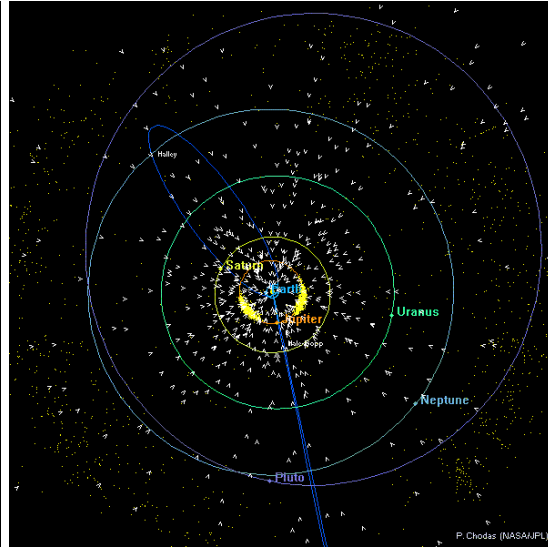
Tabla 1.4: Grupos de asteroides con base en sus características orbitales.

³Los valores dados corresponden a los asteroides registrados en la base de datos Small-Body Database de la NASA [JPL, 2023], los cuales fueron consultados el 20 de enero de 2023.

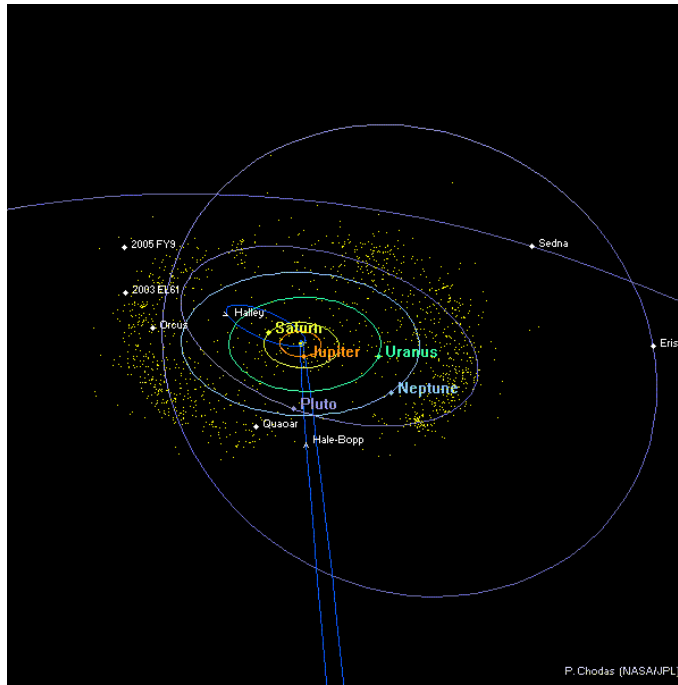
⁴El término también suele usarse para referirse a asteroides que orbitan en los puntos de Lagrange L_4 y L_5 con respecto a planetas que no sean Júpiter y que tengan una resonancia orbital 1:1 con el planeta con el que comparten sus órbitas, como Marte e incluso la Tierra.



(a) Sistema solar interior.



(b) Sistema solar exterior.



(c) Sistema solar distante.

Figura 1.4: Distribución de cuerpos menores en el sistema solar. En 1.4a se observa el Cinturón Principal de Asteroides así como el grupo de Troyanos ubicados en la órbita de Júpiter (puntos de Lagrange L_4 y L_5). En 1.4b se distinguen algunos asteroides pertenecientes a los grupos Troyanos, Centauros y Trans-neptunianos. En 1.4c se distinguen algunos TNOs. En todas las figuras aparecen solamente aquellos objetos numerados hasta el 1 de enero de 2018. Los asteroides aparecen como puntos amarillos. Imágenes recuperadas de [JPL, 2018].

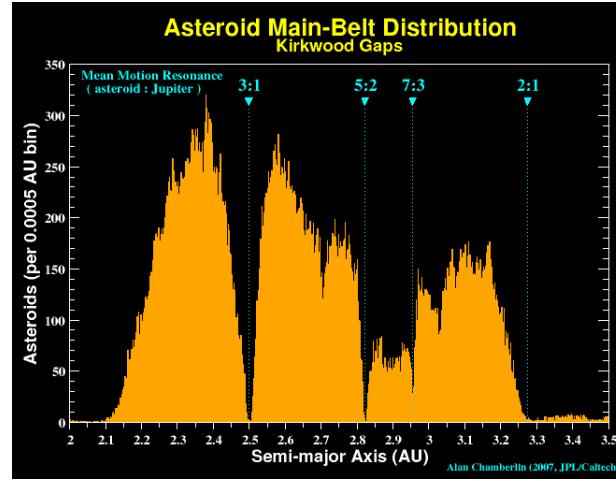


Figura 1.5: Franjas de Kirkwood. Se aprecian las diferentes resonancias con Júpiter que crean estas franjas. La figura corresponde a asteroides con órbitas bien definidas hasta junio de 2007. Figura recuperada de [JPL, 2018].

1.5.1. Asteroides Cercanos a la Tierra y Potencialmente Peligrosos

Los Asteroides Cercanos a la Tierra (NEAs, por sus siglas en inglés) cobran especial importancia debido a su proximidad con nuestro planeta. Su cercanía permite estudiarlos con distintas técnicas, lo cual nos proporciona información detallada que no sería posible obtener con objetos pertenecientes a otros grupos. Por ejemplo, la técnica de radar proporciona, entre otras cosas, información acerca de su morfología. Sin embargo, debido a que la potencia de las ondas electromagnéticas que se reciben después de reflejarse en un objeto decrece como R^4 [Richards, et al., 2010], siendo R la distancia del transmisor al objetivo, las observaciones de este tipo están limitadas a objetos como los NEAs. Además, misiones espaciales dedicadas a estudiar estos objetos *in situ* son más factibles, como por ejemplo las misiones NEAR Shoemaker o la que envió la nave Hayabusa a tomar muestras de 25143 Itokawa.

Otro factor que justifica el estudio de los NEAs es que pueden llegar a colisionar con nuestro planeta. Algunos incluso tienen órbitas que se cruzan con la de la Tierra. Es por ello que este grupo se divide en familias dependiendo de sus características orbitales, principalmente por el valor de su semieje mayor, perihelio y/o afelio, tal como se aprecia en la Tabla 1.5.

Familia	Características	Población ⁵
Amor	Son asteroides con órbitas excéntricas que van desde el Cinturón Principal a regiones más interiores de modo, que cruzan la órbita de Marte. El semieje mayor de su órbita tiene valores superiores a 1 UA y perihelio entre 1.017 UA y 1.3 UA.	11,199
Apolo	Su órbita intersecta con la órbita de la Tierra. Tienen un perihelio menor o igual que 1.017 UA y un semieje mayor superior a 1 UA.	17,450
Aten	Cruzan la órbita de la Tierra desde una región interior hacia una exterior. Su semieje mayor es inferior a 1 UA y tienen un afelio mayor que 0.983 UA.	2,433
Atira	Sus órbitas yacen completamente dentro de la órbita de la Tierra, por lo que su semieje mayor es inferior a 1 UA y tienen un afelio menor que 0.983 UA.	28

Tabla 1.5: Familias de NEAs.

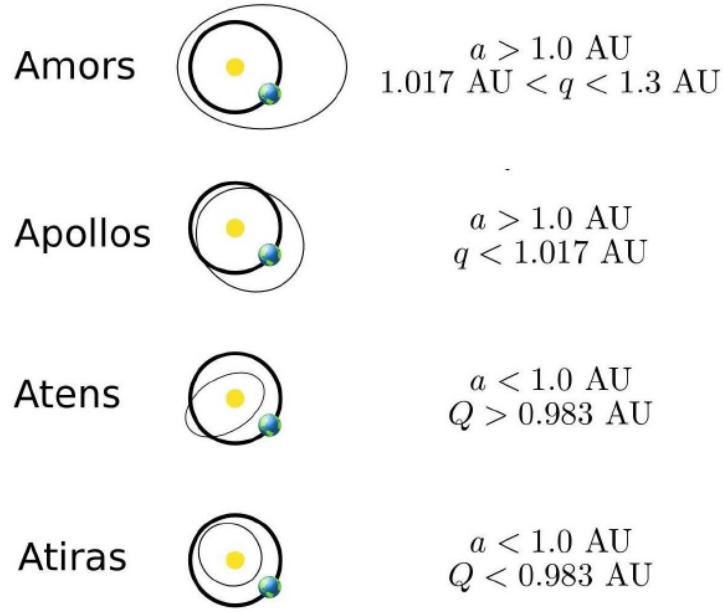


Figura 1.6: Representación de las distintas familias de NEAs. Figura recuperada de [Michimani, 2019].

Por su parte, los llamados Asteroides Potencialmente Peligrosos (PHAs, por sus siglas en inglés), que cuentan con una población de 2,313⁶ miembros ([JPL, 2023]), se caracterizan por tener una distancia mínima de intersección de la órbita (MOID) con la Tierra menor o igual a 0.05 UA, y por tener una magnitud absoluta (H) menor o igual que 22. Los valores de estas cantidades tienen una explicación.

El MOID es una cantidad que nos indica el posible riesgo de impacto entre dos objetos, en este caso entre un asteroide y la Tierra, dado el punto donde sus órbitas son más próximas. Esto se debe a que esta distancia implica que el asteroide puede sufrir alteraciones en su órbita debido a interacciones gravitacionales. Estas alteraciones pueden llevarlo a una configuración que coincida con una intersección espacial y temporal con nuestro planeta.

De acuerdo con [Harris & Harris, 1996], hay una expresión que relaciona la magnitud absoluta con el diámetro de los asteroides, la cual viene dada por

$$d = 10^{0.5[6.259 - \log_{10} a - 0.4H]}, \quad (1.1)$$

donde d es el diámetro, a es el albedo y H es la magnitud absoluta. Se puede notar que mientras menor sea la magnitud, mayor será el diámetro. Por ello, entre menor sea el valor en la magnitud del asteroide más grande será y por ende mayor peligro representaría. De forma análoga, un menor valor de albedo significa un mayor diámetro.

1.6. Taxonomía

Además de la clasificación orbital de asteroides, existe otra forma de agrupar a estos objetos. La taxonomía se encarga de clasificar los asteroides basándose en su composición mineralógica superficial. Para esto, son necesarias observaciones espectroscópicas con el propósito de conocer el

⁵Los valores dados corresponden a los asteroides registrados en la base de datos Small-Body Database de la NASA [JPL, 2023], los cuales fueron consultados el 22 de enero de 2023.

⁶Valor obtenido el 29 de enero de 2023.

espectro de reflexión del asteroide. El espectro muestra la intensidad de flujo de la luz reflejada por el asteroide en diferentes longitudes de onda. Al ser un espectro continuo, éste tendrá una forma característica dependiendo del tipo de material que tenga en su superficie, la cual será utilizada para clasificarlo.

A lo largo de los años, han existido diferentes clases taxonómicas, las cuales han evolucionado por factores como la instrumentación utilizada, el rango en que se han realizado las observaciones espectroscópicas e incluso por descubrimientos inusuales. Actualmente, las clasificaciones taxonómicas más usadas son la de Tholen, Bus-Binzel y la de Bus-DeMeo [Murphy, 2019]. De forma general, se agrupan los asteroides en tres grandes complejos: C, S, X y otros. Los asteroides dentro del grupo C tienen una composición carbonácea, los que están en el grupo S son silicatos, los de tipo X son metálicos y en el último grupo se encuentran aquellos cuya composición difiere de los otros tres. Cada grupo se divide en diferentes clases dependiendo la clasificación taxonómica, pues algunas usan parámetros como la pendiente del espectro en cierta longitud de onda y el albedo.

1.7. Fotometría

La fotometría es una técnica usada para medir el flujo de energía radiante que recibimos de un objeto celeste dentro de una banda de longitudes de onda. Podemos medir la variación del flujo (si lo hay) a lo largo del tiempo, esto permite obtener parámetros físicos referentes a las propiedades que tienen los objetos de emitir luz, reflejarla, dispersarla o reemitirla. En el caso de los asteroides, el material que hay en sus superficies permite reflejar, dispersar o reemitir la luz proveniente del Sol.

1.7.1. Parámetros físicos

Algunos de los parámetros que se pueden determinar mediante observaciones fotométricas principalmente son el albedo, la magnitud, el parámetro de pendiente y el diámetro.

Albedo

El albedo proporciona información acerca del porcentaje de la radiación que es reflejado por el objeto. Debido a que es un porcentaje, puede expresarse como un valor entre 0 y 1. Se tienen dos tipos de albedo, el monocromático y el geométrico. El primero se refiere a la razón entre la energía recibida y la dispersada por el objeto. El segundo se puede expresar como la relación entre el brillo de un cuerpo en un ángulo de fase⁷ $\alpha = 0$ y el brillo de un disco difusor en la misma posición y tamaño aparente que el cuerpo [JPL, 2022].

Magnitud

Históricamente, Hiparco (190 a.C., 120 a.C.) fue el primero en clasificar las estrellas basándose en el brillo que percibía de ellas a simple vista. Su clasificación constó de una división de seis clases, las cuales tenían una relación inversa con el brillo observado, es decir, la máxima escala correspondía con las estrellas menos brillantes. Esta escala es logarítmica, debido a la respuesta que tiene el ojo a la luz. Posteriores avances permitieron definir mejor la forma en como podemos cuantificar el brillo de los objetos. Usando el flujo F que se recibe de un objeto, se puede definir la clase de brillo o magnitud aparente, m . Elijiendo arbitrariamente un flujo F_0 para la magnitud 0, el resto de magnitudes pueden determinarse a través de la siguiente ecuación:

$$m = -2.5 \lg \frac{F}{F_0}. \quad (1.2)$$

⁷El ángulo de fase es el ángulo que se forma entre las líneas Sol-asteroide y Tierra-asteroide [JPL, 2022].

Esta ecuación muestra que objetos con un mayor flujo tendrán un valor de magnitud menor (incluso negativo), y viceversa para objetos cuyo flujo recibido sea menor. La magnitud, en general, depende de la banda en la que se observe.

En el caso de los asteroides, la magnitud aparente visual, m_v , se define como la magnitud que se mediría visualmente. La magnitud reducida, $H(\alpha)$, es la magnitud aparente visual sin el efecto de la distancia, dependiendo únicamente de α . Esta cantidad está dada por la ecuación:

$$H(\alpha) = m_V - 5\log(r\Delta), \quad (1.3)$$

donde r es la distancia desde el asteroide a la Tierra y Δ es la distancia al asteroide desde el Sol en UA [Dymock, 2007]. Finalmente, la magnitud absoluta, o simplemente magnitud, H , se define como la magnitud visual que un observador registraría si el asteroide está a 1 UA de distancia del observador y del Sol, además de encontrarse con un valor de $\alpha = 0$ (geoméricamente, no es posible que el asteroide se encuentre en tal posición). De acuerdo con [Dymock, 2007], H puede calcularse mediante la siguiente ecuación:

$$H = H(\alpha) + 2.5\log[(1 - G)\phi_1(\alpha) + G\phi_2(\alpha)], \quad (1.4)$$

donde $\phi_i(\alpha) = \exp\{-A_i[\tan(\frac{\alpha}{2})]^{B_i}\}$, $i = 1, 2$, $A_1 = 3.33$, $A_2 = 1.87$, $B_1 = 0.63$, $B_2 = 1.22$ y G es el parámetro de pendiente. Por lo tanto, para $r = \Delta = 1$ UA, $H = H(\alpha = 0)$. La ecuación (1.4) es válida solamente para ángulos de fase no mayores a 120° y se usa mejor cuando $\alpha \leq 20^\circ$.

Parámetro de pendiente

Este es un aumento en el brillo, típicamente de 0.3 magnitudes, que se observa cuando el objeto está cerca de la oposición. Su valor depende de la forma en que las partículas dispersan la luz en la superficie del asteroide. Se conoce con precisión sólo para una pequeña cantidad de asteroides, por lo tanto, para la mayoría se tiene un valor asumido de 0.15 [Dymock, 2007].

Diámetro

Como se mencionó en la Sección 1.5.1, existe una relación entre el diámetro de un asteroide y su magnitud y albedo, que viene justamente expresada por la ecuación (1.1).

1.7.2. Curvas de luz

Los asteroides no sólo tienen un movimiento orbital alrededor del Sol, también rotan sobre uno o más ejes. Una forma de determinar este periodo de rotación es mediante la construcción de la curva de luz. Una curva de luz es una gráfica que muestra la variación de la magnitud de un objeto a lo largo de un periodo de tiempo. Las curvas de luz que se pueden tener de un mismo asteroide pueden variar desde periodos consecutivos de tiempo (días) hasta periodos de tiempo muy grandes (meses, años o décadas). Es por ello que para tener una forma más sencilla de visualizarlos, se opta por tomar el formato de la fecha Juliana para graficar los datos.

Los asteroides no son objetos que produzcan luz propia. Debido a los materiales de su superficie, son capaces de reflejar o dispersar la radiación proveniente del Sol. La cantidad de luz que reflejan o dispersan hacia nosotros depende del ángulo de fase y de la sección transversal con la cual está interactuando la radiación. De esta forma, mientras mayor sea el área de esta sección, mayor será el brillo que percibamos del objeto, y viceversa. Y, dado que esta sección es variable debido a su movimiento de rotación, podemos ver variaciones en su brillo. Esta variabilidad en una curva de luz se muestra como máximos o mínimos.

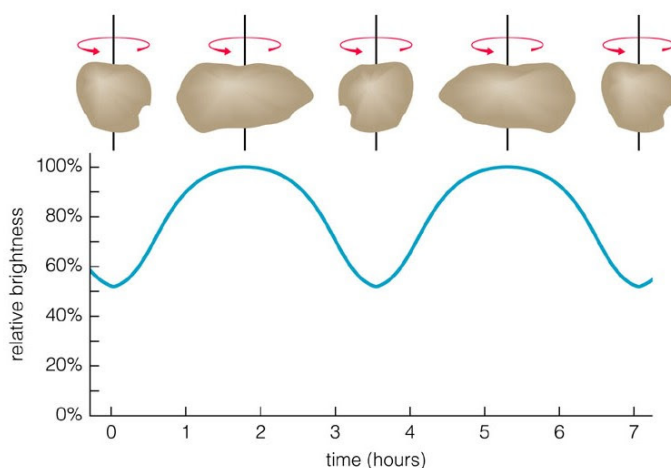


Figura 1.7: Variación en el brillo de un asteroide a lo largo del tiempo debido a su rotación. Imagen recuperada de [ASTEROID FOUNDATION, 2022].

Una curva de luz contiene información sobre el periodo en forma de una señal mezclada. Para obtener las componentes de esta señal se hace uso del análisis de Fourier, el cual permite obtener la frecuencia más probable de la señal para determinar así el periodo. Además, cada curva puede corresponder a un ángulo de fase distinto y a diferentes apariciones del asteroide.

Al aplicar el análisis de Fourier a un conjunto de datos provenientes de observaciones de un asteroide, obtenemos su periodo de rotación. Con este valor, es posible colocar los datos en fase, lo cual es sobreponer los datos que coincidan con una de las caras del objeto a lo largo de su movimiento de rotación. De esta forma, se logra obtener una curva en fase, a la cual se le aplicará un análisis numérico el cual nos proporcionará una curva en forma de una serie de Fourier, obteniendo así el mejor ajuste de la curva de luz.

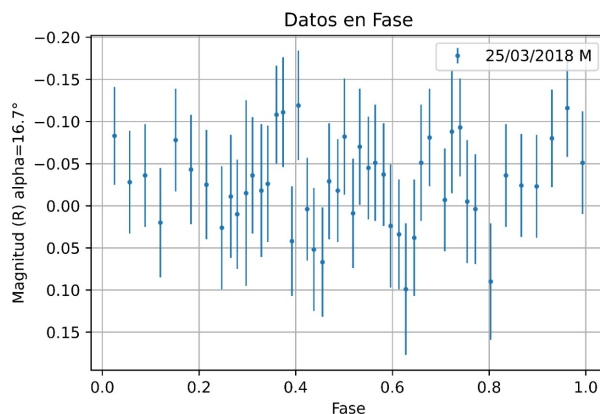


Figura 1.8: Curva de luz del asteroide 1866 Sisyphus. Los datos aparecen en fase.

1.7.3. Curvas de luz de asteroides binarios

Cuando se observan los datos presentados en una curva de luz de un asteroide, se pueden encontrar, en muy raras ocasiones, anomalías. Estas anomalías corresponden a “caídas” en el brillo del objeto, comparadas con el resto de la curva. Este tipo de fenómeno es característico de un

sistema binario. Cuando se realizan observaciones de estos objetos, se puede presentar el caso de que la componente secundaria se encuentre en nuestra misma línea de visión que la componente primaria. Este hecho provoca algo similar a un eclipse, pues causa una disminución en el brillo, la cual puede ser casi indetectable. A este tipo de eventos se le conoce como eventos mutuos.

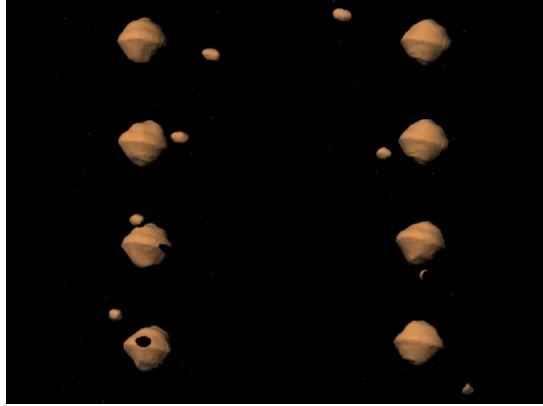


Figura 1.9: Modelo tridimensional del sistema binario 1999 KW4 realizado mediante observaciones de radar [Ostro, et al., 2006]. Se puede apreciar como la dinámica de estos sistemas puede ocasionar un evento mutuo, dependiendo del punto de vista del observador.

Generalmente, en la curva de luz de un sistema binario se tienen las contribuciones de las dos componentes respecto a su movimiento de rotación, junto con las aportaciones del tránsito de la componente secundaria. Son justamente estos tránsitos por nuestra línea de visión los que permiten obtener los eventos mutuos. Es por ello que, observaciones de asteroides binarios en diferentes ángulos de fase pueden ayudar a detectar este tipo de sistemas. De lo contrario, si el secundario tiene una órbita tal que no pasa por nuestra línea de visión, sería imposible detectar estos eventos en las curvas de luz.

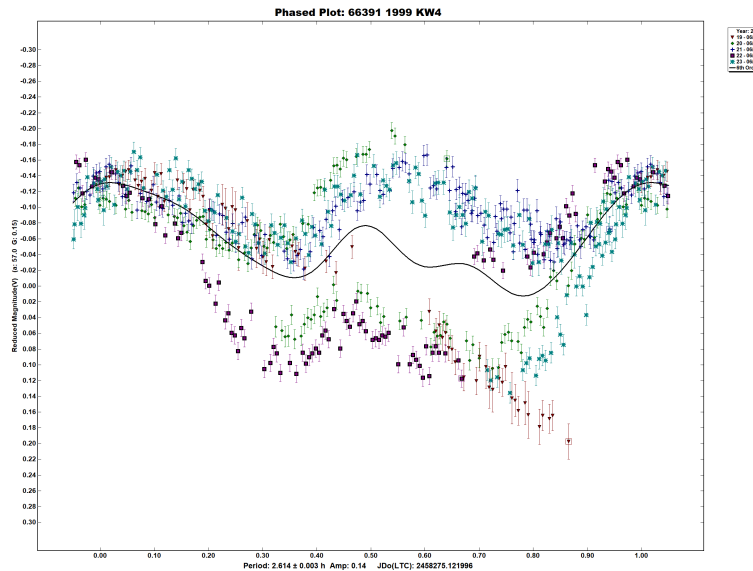


Figura 1.10: LC del asteroide binario (66391) 1999 KW4. Se aprecian las caídas en el brillo debido al paso de la componente secundaria en la línea de visión al momento de realizar las observaciones. Datos recuperados de [Warner, 2023].

1.8. Análisis de Fourier

Una serie de Fourier es una expansión de una función periódica en forma de términos seno y coseno

$$f(x) = \frac{a_0}{2} + \sum_{n=1}^{\infty} a_n \cos\left(\frac{2\pi nx}{L}\right) + \sum_{n=1}^{\infty} b_n \sin\left(\frac{2\pi nx}{L}\right) \quad (1.5)$$

donde L es el periodo de la función, a_0, a_n y b_n son coeficientes que están dados por

$$a_n = \frac{2}{L} \int_0^{2\pi} f(x) \cos\left(\frac{2\pi nx}{L}\right) dx, \quad b_n = \frac{2}{L} \int_0^{2\pi} f(x) \sin\left(\frac{2\pi nx}{L}\right) dx, \quad n = 0, 1, 2, \dots \quad (1.6)$$

Esta expansión también puede ser escrita en forma exponencial de la siguiente forma

$$f(x) = \sum_{n=-\infty}^{\infty} C_n e^{i2\pi nx/L} \quad (1.7)$$

con

$$C_n = \frac{1}{L} \int_{-L/2}^{L/2} f(x) e^{-i2\pi nx/L} dx \quad (1.8)$$

Existen funciones las cuales no tienen un periodo. En estos casos, se recurre a la transformada de Fourier. Esta transformada permite escribir una función como una integral continua de funciones trigonométricas o exponenciales con un espectro de frecuencias posibles, es decir, es una forma de escribir una función no continua en términos de funciones continuas suponiendo que tiene un periodo L tal que $L \rightarrow \infty$. A partir de las Ecuaciones 1.7 y 1.8, y definiendo $k \equiv 2\pi n/L$, se llega a la expresión

$$f(x) = \int_{-\infty}^{\infty} C(k) e^{ikx} dk, \quad \text{con } C(k) = \frac{1}{2\pi} \int_{-\infty}^{\infty} f(x) e^{-ikx} dx \quad (1.9)$$

Es justamente la segunda relación de la expresión anterior, a excepción del término $1/2\pi$, la que es conocida como la transformada de Fourier, mejor denotada como $\mathcal{F}[f(x)]$. Lo que hace la transformada de Fourier es pasar una función dependiente del tiempo, por ejemplo, al dominio de frecuencias, indicando de esta forma el peso que tiene el término e^{-ikx} . De esta forma, es posible construir una función en términos de funciones periódicas, tal que aquellas que tengan un mayor peso en el espacio de frecuencias tendrán una mayor aportación en la función $f(x)$.

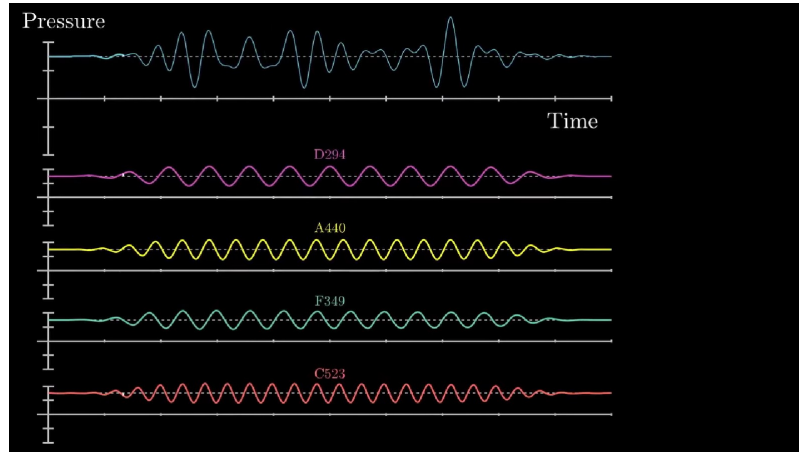


Figura 1.11: Representación visual de la descomposición de una onda en sus diferentes componentes simples. Captura de pantalla del vídeo [3Blue1Brown Español, 2020].

1.9. Planteamiento del problema

Nuestro planeta posee una atmósfera que protege los seres vivos que la habitan. Esta mezcla de gases evita que, entre otras cosas, objetos del espacio exterior puedan llegar a impactar con su superficie, pues al irse adentrando en la atmósfera interactúan con una mayor masa de aire, lo que los desintegra por fricción. Sin embargo, este hecho depende de distintos factores, como la composición del objeto u objetos (si es que se llega a fragmentar o si son, por ejemplo, un sistema binario), su velocidad orbital, ángulo de impacto entrando en la atmósfera, tamaño o la forma.

Entre los objetos con mayor posibilidad de tener una trayectoria de colisión con la Tierra, se encuentran los NEAs, debido a que cuentan con una gran población que orbita peligrosamente cerca de nuestro planeta. Como se comentó en la Sección 1.5.1, se tienen registrados, a la fecha del 29 enero de 2023, un total de 2 313 PHAs. Sin embargo, hay un total de 31 110 NEAs los cuales, debido a diversos factores, pueden convertirse en PHAs.

Como se puede apreciar en la Figura 1.12, dentro de la población de asteroides descubiertos, aquellos mayores que 140 metros representan poco más de un tercio del total registrados. En la Figura 1.13 se muestra un histograma con la cantidad de NEAs descubiertos, cuyo diámetro es menor que 1 kilómetro. Las poblaciones más numerosas se encuentran debajo de los 100 metros.

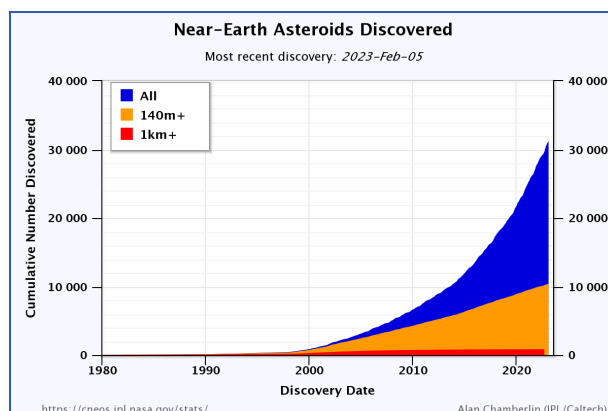


Figura 1.12: Se puede apreciar el aumento en la población de NEAs mayores a 140 m y aquellos mayores a 1 km a lo largo de los años. También, se puede notar como de 2010 a 2023 (poco más de una década), hay más del triple de objetos detectados. Gráfico recuperado de [CNEOS (NASA), s.f.].

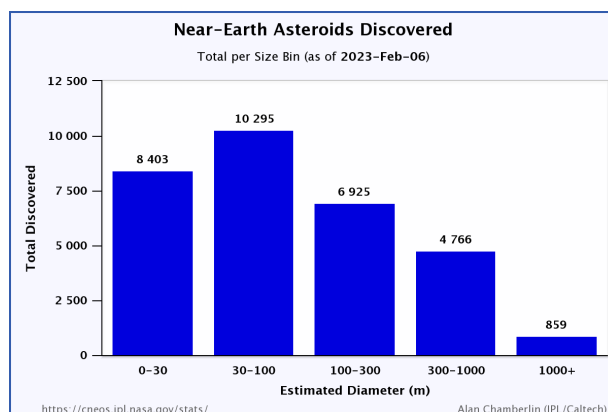


Figura 1.13: Histograma de la población de NEAs descubiertos con un diámetro menor que 1 km. Gráfico recuperado de [CNEOS (NASA), s.f.].

A pesar de la enorme cantidad de registros, estos números no están completos. De acuerdo con [Harris, et al., 2021] se estima que la población de NEAs aún está bastante incompleta. Inclusive, objetos cuya magnitud es menor que 17.75 mag (o equivalentemente, con un diámetro mayor que 1 km, asumiendo un albedo promedio de un 14 %), tienen una población estimada de alrededor de 940 ± 10 . Esta estimación se basa en la tasa de re-detección de asteroides, por lo que en el caso de objetos con un diámetro mayor que $D = 1 \text{ km}$, al tener una tasa en algunos casos de 0, es difícil estimar el valor de su población. Por otra parte, la gran diferencia entre el acumulado de la población esperada de objetos menores que $D = 1 \text{ km}$ con los registrados, muestra el gran peligro que existe por la falta de información de objetos que son bastante propensos a impactar con nuestro planeta. Observando la Figura 1.14, se nota que aquellos asteroides con un tamaño de decenas de metros tienen un intervalo de impacto de cien o menos años con nuestro planeta. Esto muestra el riesgo y la importancia que hay para detectarlos, pues debido a su tamaño pueden pasar desapercibidos en muchas observaciones, evitando así que tengamos un registro de un PHA.

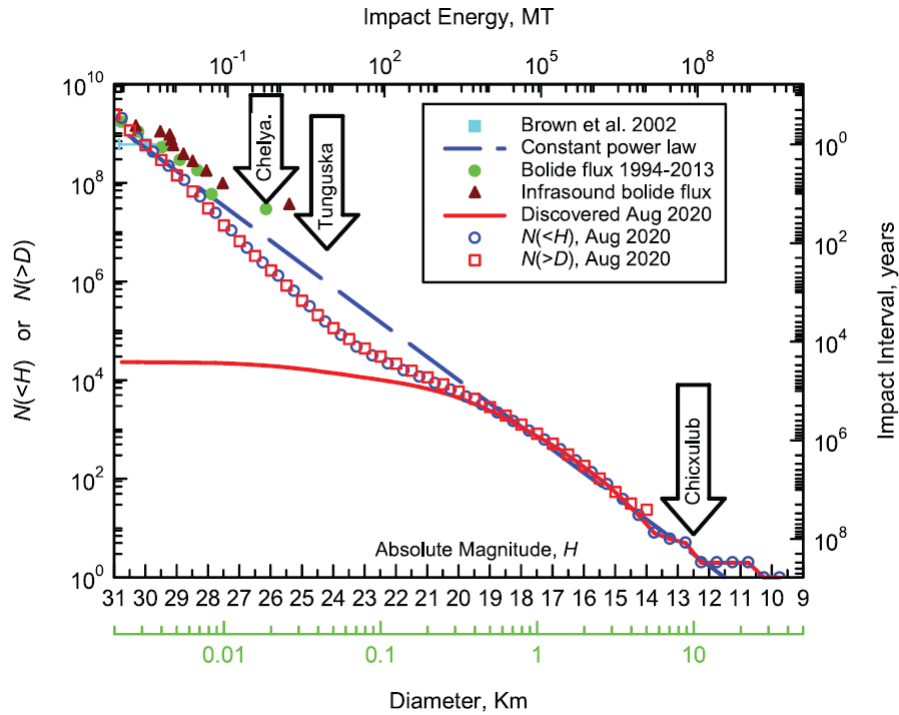


Figura 1.14: Población estimada de NEAs menores que un valor de magnitud H o mayores que un valor D de diámetro. Recuperado de [Harris, et al., 2021].

1.9.1. Impactos en la Tierra

Aunque el riesgo de impacto con objetos de gran tamaño es bajo, se han presentado casos donde objetos logran pasar las altas capas de la atmósfera, logrando impactar con la superficie o explotar a bajas alturas en nuestro planeta, causando algunos daños a inmuebles, personas, la destrucción desde unos miles de kilómetros cuadrados, hasta una extinción masiva. Uno de los casos más conocidos fue el ocurrido hace 65.5 millones de años, con el impacto de un asteroide de más de 10 km de diámetro en lo que hoy es la península de Yucatán, más precisamente en Chicxulub. Éste fue el causante de la extinción masiva que terminó con un alto porcentaje de la vida en nuestro planeta.

En comparación con este impacto, se tienen registros de dos eventos más recientes que causaron daños considerables debido a objetos provenientes del espacio. El primero ocurrió el 30 de

junio de 1908, en Tunguska, Siberia. La entrada de un fragmento rocoso de aproximadamente 37 metros que estalló antes de tocar la superficie terrestre liberó tal energía que destruyó miles de kilómetros cuadrados de la tundra. El segundo evento ocurrió el 15 de febrero de 2013, en Chelyabinsk, Rusia. Un objeto de entre 17-20 metros estalló en el cielo, provocando que las ventanas de los edificios cercanos estallaran en pedazos, lastimando a muchas personas. De acuerdo con [de la Fuente, et al., 2013], este bólido puede provenir de la ruptura reciente de un asteroide.

Considerando estos dos casos, donde el objeto causante de tales daños solo medía unas decenas de metros, se vuelve importante monitorear los objetos que incluso tengan tamaños menores a los 100 m, ya que como se ve en la Figura 1.14, estos impactos tienen un intervalo de tiempo de décadas y llegan a liberar una energía del orden de decenas de megatones (en contraste, las bombas atómicas lanzadas sobre Japón a finales de la segunda guerra mundial liberaron una energía de 10^{-2} megatones). Desgraciadamente, estas dimensiones dificultan su detección, además de que fragmentos con estas medidas son despedidos tras la colisión de objetos más grandes, aumentando su población.

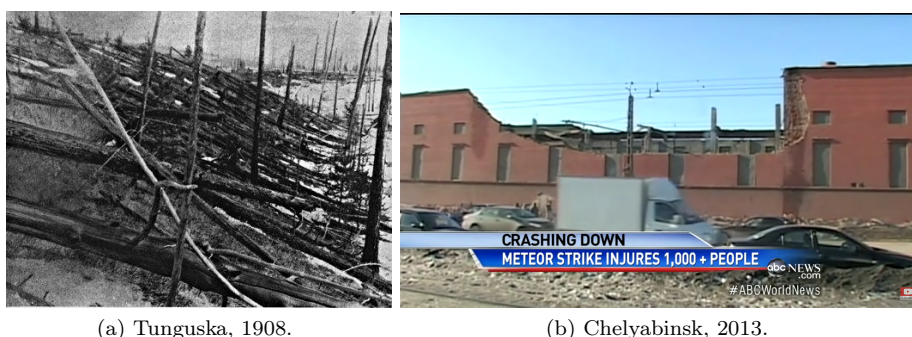


Figura 1.15: En la Figura 1.15a (recuperada de [NASA, 2008]) se pueden apreciar los daños dejados por la entrada del objeto rocoso de aproximadamente 37 metros. Mientras que en la Figura 1.15b (recuperado de [ABC News, 2013]), se aprecia parte de los daños originados por el paso de un meteorito el 13 de febrero de 2013 en la ciudad rusa de Chelyabinsk.

Aunado a esto, muestras de diversos impactos pueden verse alrededor del mundo en los cráteres formados por el impacto de asteroides (algunos posiblemente por binarios) u otros objetos, así como en las muestras de meteoritos que se han podido recopilar alrededor del mundo. Estas evidencias datan de diferentes épocas, mostrando así que el impacto de estos objetos con nuestro planeta es, a escalas de tiempo como la del sistema solar, bastante común.

1.9.2. Misiones espaciales

Dada la gran falta de registros de NEAs, es preferible tener monitoreados y estudiados a estos objetos, pues en caso de una colisión, el hecho de contar con toda la información disponible nos permitiría conocer las posibilidades de desviarlo de su trayectoria, de modo que se podría evitar el impacto.

Existen misiones espaciales encargadas de estudiar estos objetos y probar las posibles técnicas que puedan modificar sus trayectorias. La misión OSIRIS-REx, por ejemplo, mapeó y está en proceso de traer una muestra del asteroide Bennu (1999 RQ36) a la Tierra. Por otra parte, NEO-WISE, que es la reactivación de la misión original WISE, está encargada de expandir la detección y caracterización de NEAs y objetos de otras regiones. Recientemente, la misión DART impactó la componente secundaria de un sistema binario (Didymos-Dimorfos) a través de la técnica de impacto cinético, esto con el propósito de conocer nuestra capacidad actual de modificar su trayectoria y rotación.



Figura 1.16: Parte de la transmisión realizada en vivo por la NASA el 26 de septiembre de 2022 donde se muestran momentos previos al impacto de la misión DART en la componente secundaria Dimorfos del sistema binario Didymos. Captura de pantalla de [NASA, 2022].

1.9.3. IAWN

Debido al alto costo de enviar misiones para estudiar *in situ* a los asteroides, las observaciones en Tierra a través de los distintos observatorios y técnicas cobran mayor importancia. Sin embargo, la realización de observaciones no es suficiente, pues debe haber una coordinación internacional para responder ante una amenaza de impacto de algún NEO⁸. De aquí surge la idea de crear la Red Internacional de Alerta de Asteroides (IAWN, por sus siglas en inglés). Propuesta en 2013 por la Comisión sobre la Utilización del Espacio Ultraterrestre con Fines Pacíficos (COPUOS) en la Asamblea General de las Naciones Unidas, sus funciones, de acuerdo con su sitio oficial [IAWN (COPUOS), 2023], son:

- Descubrir, monitorear y caracterizar físicamente la población de NEOs potencialmente peligrosos utilizando instalaciones ópticas y de radar y otros activos basados en los hemisferios norte y sur y en el espacio
- Proporcionar y mantener una función de cámara de compensación reconocida internacionalmente para la recepción, el reconocimiento y el procesamiento de todas las observaciones de NEO
- Actuar como un portal global, sirviendo como punto focal internacional para información precisa y validada sobre la población NEO
- Coordinar campañas de observación de objetos potencialmente peligrosos
- Recomendar políticas sobre criterios y umbrales para la notificación de una amenaza de impacto emergente
- Desarrollar una base de datos de las posibles consecuencias de los impactos, según la geografía, la geología, la distribución de la población y otros factores relacionados
- Evaluar los resultados del análisis de peligros y comunicarlos a las entidades que deberían ser identificadas por los estados miembros como responsables de recibir la notificación de una amenaza de impacto de conformidad con las políticas establecidas
- Asistir a los gobiernos en el análisis de las consecuencias del impacto y en la planificación de las respuestas de mitigación

⁸Objeto Cercano a la Tierra, o NEO por sus siglas en inglés, es la denominación general que se le da a los asteroides y cometas cuyo valor de perihelio es menor o igual a 1.3 UA

El Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE) forma parte de IAWN. Para llegar a formar parte de esta red, fue necesaria la reactivación, en 2015, de la histórica Cámara Schmidt de Tonantzintla con la cual se han llevado a cabo observaciones fotométricas de una amplia muestra de asteroides.

1.10. Objetivos

Teniendo en cuenta la necesidad de incrementar nuestro conocimiento de los asteroides con el fin de que esto pueda servir a futuro a minimizar sus riesgos de impacto, el presente trabajo de tesis consistirá en el seguimiento de una metodología la cual tendrá como propósito obtener los periodos de rotación y orbital para las componentes de seis sistemas de asteroides binarios, tanto candidatos como confirmados. Para ello, será necesario obtener las curvas de luz de cada sistema, para posteriormente analizarlas y encontrar, mediante el método de sustracción realizado con el software MPO Canopus, los periodos de rotación y orbital de las componentes primaria y secundaria, respectivamente.

Los objetivos anteriormente descritos se alcanzarán para un conjunto de seis asteroides, los cuales corresponden a la muestra de estudio del presente trabajo. La selección de la misma, así como los detalles de cada uno de los objetos se describe en el Capítulo 2. La metodología seguida para la obtención y el análisis de los datos se describe en el Capítulo 3. En el Capítulo 4 se detallan las características de cada una de las observaciones, así como los resultados obtenidos y su correspondiente análisis. Finalmente, en el Capítulo 5, se muestran las conclusiones de este trabajo.

Capítulo 2

Muestra de estudio

Las observaciones fotométricas de asteroides proporcionan una gran cantidad de parámetros a través del análisis de sus curvas de luz. Sin embargo, la incorrecta selección de las fechas de observación de estos objetos genera información no útil o de baja calidad para su estudio. Es por ello que se vuelve de vital importancia determinar las condiciones favorables para observar uno de estos objetos, no solo por su magnitud aparente, sino también por la ubicación desde la cual será visto. En el caso de este trabajo, las observaciones fueron realizadas, en su gran mayoría, con la Cámara Schmidt (CS) ubicada en el Observatorio Astrofísico Nacional de Tonantzintla (OANTon), actualmente INAOE, cuyas coordenadas geográficas aparecen en la Tabla 2.1.

Longitud	98°18'54.3" Oeste
Latitud	19°01'53.4" Norte
Altitud	2180 msnm

Tabla 2.1: Coordenadas geográficas del Observatorio Astrofísico Nacional de Tonantzintla.

Con esto en cuenta, se realizó la selección de distintos asteroides con el objetivo de determinar algunos de sus parámetros físicos, esto como parte de una campaña de reactivación de la legendaria Cámara Schmidt que comenzó en 2015 y que actualmente continúa. Esta campaña no solo busca caracterizar parcialmente NEAs y PHAs, sino también MBAs, pues es parte de las tareas que lleva a cabo el INAOE como miembro de IAWN.

La muestra de estudio fue escogida con ayuda del Generador de Efemérides del *Collaborative Asteroid Lightcurve Link*¹ En primera instancia, los objetos seleccionados fueron aquellos que eran observables desde la ubicación del observatorio y durante la noche, para lo cual fue necesario ajustar el Tiempo Universal Coordinado (UTC) de las efemérides para obtener el Horario Estándar del Centro, es decir, respecto a la hora en el Meridiano de Greenwich, hay una diferencia de -6 horas para la locación del observatorio. De esta manera, se obtuvieron las efemérides para los objetos con el ajuste en el tiempo. De los resultados arrojados por el generador de efemérides, se seleccionaron aquellos con un periodo bien conocido, para lo cual fue necesario observar el parámetro U, el cual determina la precisión en la calidad de la solución del periodo de los asteroides registrados en ALCDEF (*Asteroid Lightcurve Photometry Database*). Un valor de U=3 ó 3- indica que el periodo del objeto es bastante confiable, por lo que aquellos con estos valores entraron dentro de una primera muestra. Además, debían tener un periodo de entre dos y tres horas, esto para que pudieran observarse al menos dos veces por noche, aunque algunos fueron observados tan solo por una fracción de su periodo durante dos a tres noches. Otro criterio fue que la variación en el ángulo de fase fuera mayor que 20 grados durante la oposición observada. Con respecto a la velocidad

¹<https://minplanobs.org/MPInfo/php/callopplcdbquery.php>.

aparente de los objetos, se buscó que tuvieran un valor menor que 4.45 arcsec/min para poder observarlos en el mismo campo a lo largo de la noche, con el propósito de usar las mismas estrellas de referencia para generar la curva de luz [Valdés, et al., 2022].

De esta primera muestra, resultó que algunos presentaban unas caídas muy peculiares en su curva de luz o tenían un comportamiento inusual. Revisando en la bibliografía se encontró que estos objetos eran sistemas binarios o que eran candidatos a ser uno. Es con estos asteroides que se formó la verdadera muestra de este trabajo y que se describe a continuación.

2.1. 1972 XA (1866 Sisyphus)

Fue descubierto en 1972 por el astrónomo Paul Wild desde el Observatorio Zimmerwald, ubicado en Suiza. La palabra Sisyphus en su nombre hace alusión al mito griego del rey de Corinto, quien fue castigado por Hades a que empujara una pesada roca por la pendiente de una colina solo para que al llegar a la cima ésta cayera, forzándolo a repetir esto por siempre.

Con una órbita con un semi-eje mayor de 1.8936 UA, su perihelio y afelio tienen valores de 0.8743 y 2.9129 UA respectivamente, lo que lo clasifica como un NEA, perteneciente a la familia Apolo. Recorre su órbita en torno al Sol en 951.7708 días o 2.6058 años, y lo hace de tal forma que llega a cruzar con la órbita de Marte, por lo que también es denominado como un *Mars crossing*. Respecto a sus características físicas, tiene reportes de una magnitud absoluta de 12.51 y un diámetro de 9.35 km, con un periodo de rotación de 2.400 h. En 1985 se realizaron observaciones de radar de este objeto desde Arecibo, que dieron como resultado un sistema binario. Sin embargo, no se obtuvo mayor información acerca de la componente secundaria. Fue justamente con observaciones fotométricas que se han obtenido resultados de ésta. En ALCDEF se tienen dos estudios que dieron como resultado un valor de órbita de 25.25 h y otro de 27.16 h.

2.2. 2000 AS152 (26471 Tracybecker)

Descubierto el 8 de enero del 2000 en Socorro, Nuevo México, por el programa LINEAR (*Lincoln Near-Earth Asteroid Research*), este asteroide también tiene el nombre de Tracybecker en honor a Tracy Michelle Becker, quien determinó las formas de las componentes del primer sistema triple descubierto en la población de NEAs, 2001 SN263 (153 591). Clasificado como un Mars crossing, su órbita tiene un semi-eje mayor de 1.9182 UA. Su perihelio y afelio tienen valores de 1.6222 y 2.2142 UA, respectivamente. Su periodo de órbita en torno al Sol es de 970.3673 días o 2.6567 años. Su MOID con la Tierra es de 0.6691 UA. Dentro de sus características físicas, encontramos que tiene una magnitud absoluta de $H=13.65$ y un diámetro de 4.52 km. Su periodo de rotación es de 2.68679 h. Se descubrió su naturaleza binaria en 2009 mediante observaciones fotométricas. Se tienen diferentes valores para el periodo de órbita de la componente secundaria, aunque todas mantienen un valor de 39.2 ó 39.6 h.

2.3. A917 SE (3034 Climenhaga)

Su nombre es en honor a John Climenhaga, primer director de física de la Universidad de Victoria, quien fue conocido por su trabajo en estrellas. Este objeto fue descubierto en Heidelberg, Alemania el 24 de septiembre de 1917 por M.F. Wolf. Con un valor de semi-eje mayor de 2.3244 UA, es parte de la región interna del MBA. Su órbita tiene una inclinación de 4.9251° , por lo que está casi en el mismo plano que la eclíptica. Recorre su órbita en torno al Sol en 1294.4201 días o 3.5439 años. Tiene una magnitud de 12.8, y un albedo de 0.14 lo que proporciona un diámetro de 9.77 km. Su periodo de rotación es de 2.737485 h. Su naturaleza binaria fue determinada mediante observaciones fotométricas realizadas en 2009, las cuales arrojaron un valor orbital de la componente secundaria de 18.954 h.

2.4. 2008 BT18 (450894)

Descubierto el 31 de enero del 2008 por el programa LINEAR, este es un NEA, perteneciente a la familia Apolo y también es un Mars crossing. Tiene una órbita con un semi-eje mayor de 2.2206 UA, su perihelio y afelio tienen un valor de 0.9020 y 3.5393 UA, respectivamente. Recorre su órbita en 1208.6921 días o 3.3092 años. Dado que su MOID con la Tierra es de 0.0118 y que tiene una magnitud de 18.3, $p=0.119$, $D=0.8$, es un PHA. Su periodo de rotación es de 2.5702 h. Observaciones de radar realizadas en meses posteriores a su descubrimiento mostraron que este objeto es en realidad un sistema binario ([IAU, 2008]). Sin embargo, aun no se tiene información acerca de los periodos orbital y/o de rotación de la componente secundaria.

2.5. 2001 CP44 (25916)

El 15 de febrero de 2001 se descubrió este objeto gracias al programa LINEAR. Es un NEA perteneciente a la familia Amor, cuya órbita es tal que también es un Mars crossing. Su semi-eje mayor es de 2.5618 UA, con perihelio y afelio con un valor de 1.2858 y 3.8378 UA, respectivamente. Recorre su órbita en 1497.6612 días o 4.1004 años. Su MOID con la Tierra es de 0.2801 UA. Tiene una magnitud absoluta de $H=13.3$, $p=0.262$ y $D=5.75$ km. Su periodo de rotación es de 4.6021 h.

La peculiaridad de este objeto es que, en ninguna de las bases de datos consultada en este trabajo se encontró que fuese binario o que tan siquiera fuese candidato. Sin embargo, de acuerdo con los resultados de observaciones fotométricas presentados en [Volkov, et al., 2019], el objeto tiene variaciones en el índice de color B-Ic, las cuales difieren con su curva de luz. Si bien, se propone que este hecho se debe a la deposición de material en el asteroide debido a colisiones anteriores, estas variaciones pueden deberse justamente al hecho de que es un sistema binario.

2.6. 1971 QS1 (1857 Parchomenko)

Descubierto en Nauchnyj, en la península de Crimea, el 30 de agosto de 1971 por T.M. Smirnova, recibe este nombre por Praskoviya Georgievna Parchomenko, una astrónoma que descubrió y observó distintos planetas menores en la década de los 30s. Tiene un valor de semi-eje mayor de 2.2435 UA, por lo que se encuentra clasificado como un MBA. Su perihelio y afelio tienen un valor de 1.9423 y 2.5448 UA, respectivamente. Recorre su órbita en 1227.4319 días o 3.3605 años. Su MOID con la Tierra es de 0.9513 UA. Tiene una magnitud absoluta de $H=12.4$ y un diámetro $D=9.98$ km. Su periodo de rotación es de 3.1177 h. Este objeto es un candidato a ser un sistema binario.

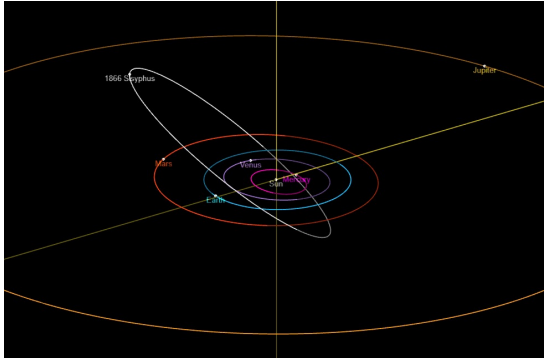
La información detallada de los 6 objetos puede encontrarse resumida en las Tablas 2.2 y 2.3. La primera contiene los sistemas binarios que cuentan con valores para el periodo de órbita de su componente secundaria, 1972 XA (1866 Sisypheus), 2000 AS152 (26471 Tracybecker) y A917 SE (3034 Climenhaga); la segunda Tabla contiene información del sistema binario 2008 BT18 (450894), el cual no tiene valor alguno sobre el periodo de órbita de su componente secundaria, y de los candidatos a binarios 2001 CP44 (25916) y 1971 QS1 (1857 Parchomenko).

Asteroide	Parámetros orbitales	Otras características orbitales	Grupo, familia y/o tipo de órbita	Parámetros físicos	Componente secundaria
1972 XA (1866 Sisyphus)	a= 1.8936 UA e= 0.5383 i= 41.2049° Q= 2.9129 UA q= 0.8743 UA ω = 293.0978° Ω = 63.4648° M= 122.4550° Época=2460000.5 =25.0/02/2023	$P_{1,o}$ = 951.7708 d = 2.6058 años MOID con la Tierra= 0.1028 UA	NEA, Apolo, Mars crossing	H= 12.51 albedo= 0.20 G= 0.24 D= 9.35 km $P_{1,r}$ = 2.400 h Clase taxonómica S*	$P_{2,o}$ = 25.25 ± 0.02 h $P_{2,o}$ = 27.16 ± 0.05 h
2000 AS152 (26,471 Tracybecker)	a= 1.9182 UA e= 0.1543 i= 19.6904° Q= 2.2142 UA q= 1.6222 UA ω = 59.0034° Ω = 268.6951° M= 33.4453° Época=2460000.5 =25.0-02-2023	$P_{1,o}$ = 970.3673 d = 2.6567 años MOID con la Tierra= 0.6691 UA	Mars crossing	H= 13.65 albedo= 0.3 G= 0.33 D= 4.52 km $P_{1,r}$ = 2.68679 h Clase taxonómica SE*	$P_{2,o}$ = 39.22 ± 0.02 h $P_{2,o}$ = 39.28 ± 0.01 h $P_{2,o}$ = 39.61 ± 0.05 h
A917 SE (3034 Climenhaga)	a= 2.3244 UA e= 0.2101 i= 4.9251° Q= 2.8127 UA q= 1.8362 UA ω = 314.0294° Ω = 10.5697° M= 293.0565° Época=2460000.5 =25.0-02-2023	$P_{1,o}$ = 1294.4201 d = 3.5439 años MOID con la Tierra= 0.8272 UA	MBA	H= 12.8 albedo= 0.14 G= 0.24 D= 9.77 km $P_{1,r}$ = 2.737485 h Clase taxonómica S*	$P_{2,o}$ = 18.954 ± 0.001 h

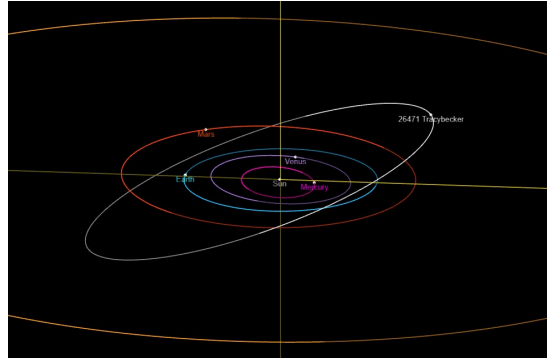
Tabla 2.2: Asteroides de la muestra de estudio que tienen información acerca del periodo de órbita de su componente secundaria. Los parámetros $P_{i,r}$ y $P_{i,o}$, con $i = 1, 2$, son los periodos de rotación y órbita, respectivamente, de las componentes donde se designa el número 1 para la primaria y 2 para la secundaria.

Asteroide	Parámetros orbitales	Otras características orbitales	Grupo, familia y/o tipo de órbita	Parámetros físicos	Observaciones
2008 BT18 (450,894)	a= 2.2206 UA e= 0.5938 i= 8.1376° Q= 3.5393 UA q= 0.9020 UA ω = 139.3583° Ω = 107.5566° M= 159.7422° Época=2460000.5 =25.0-02-2023	$P_{1,o}$ = 1208.6921 d = 3.3092 años MOID con la Tierra= 0.0118 UA	NEA, Apolo, PHA, Mars crossing	H= 18.3 albedo= 0.119 G= 0.24 D= 0.8 km $P_{1,r}$ = 2.5702 h Clase taxonómica S*	Sin información de la componente secundaria
2001 CP44 (25,916)	a= 2.5618 UA e= 0.4981 i= 15.7425° Q= 3.8378 UA q= 1.2858 UA ω = 199.7987° Ω = 94.6596° M= 41.6617° Época=2460000.5 =25.0-02-2023	$P_{1,o}$ = 1497.6612 d = 4.1004 años MOID con la Tierra= 0.2801 UA	NEA, Amor, Mars crossing	H= 13.3 albedo= 0.262 G= 0.24 D= 5.75 km $P_{1,r}$ = 4.6021 h Clase taxonómica S*	Candidato a binario
1971 QS1 (1857 Parchomenko)	a= 2.2435 UA e= 0.1343 i= 4.4008° Q= 2.5448 UA q= 1.9423 UA ω = 173.8043° Ω = 235.9750° M= 65.9464° Época=2460000.5 =25.0-02-2023	$P_{1,o}$ = 1227.4319 d = 3.3605 años MOID con la Tierra= 0.9513 UA	MBA	H= 12.4 albedo= 0.20 G= 0.24 D= 9.98 km $P_{1,r}$ = 3.1177 h Clase taxonómica S	Candidato a binario

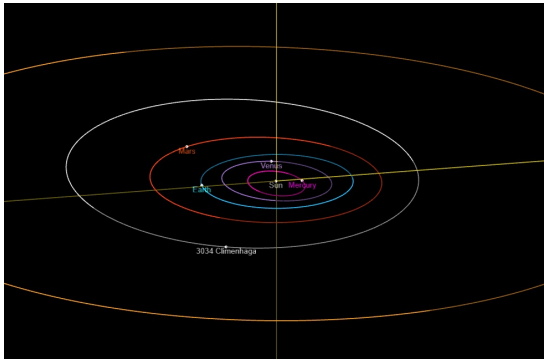
Tabla 2.3: Asteroides de la muestra de estudio que no tienen información acerca del periodo de órbita de su componente secundaria o que son candidatos a ser un sistema binario. Los parámetros $P_{1,r}$ y $P_{1,o}$ son los periodos de rotación y órbita, respectivamente, de la componente primaria.



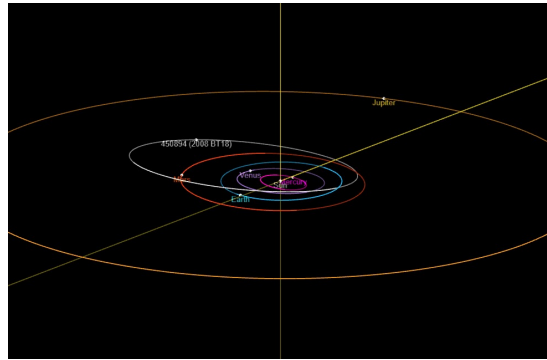
(a) Órbita de 1972 XA (1866 Sisyphus).



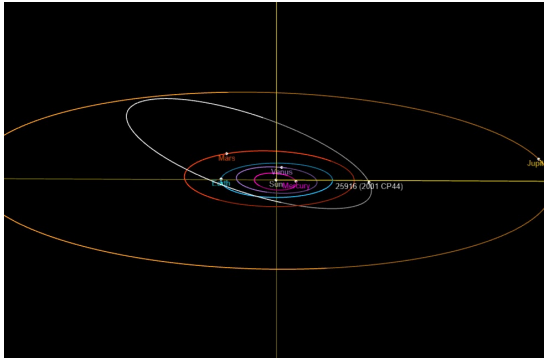
(b) Órbita de 2000 AS152 (26,471 Tracybecker).



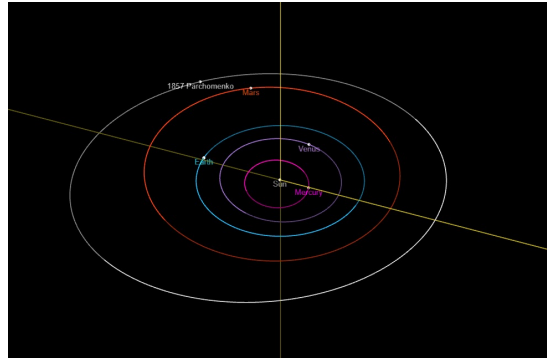
(c) Órbita de A917 SE (3034 Climenhaga).



(d) Órbita de 2008 BT18 (450,894).



(e) Órbita de 2001 CP44 (25,916).



(f) Órbita de 1971 QS1 (1857 Parchomenko).

Figura 2.1: Órbitas de los asteroides estudiados en este trabajo. Los esquemas fueron obtenidos de [JPL, 2023].

Cómo pudo observarse, la muestra de estudio es variada, pues incluye 3 NEAs de diferentes familias, de entre los cuales destaca un PHA y 2 Mars crossing, además de 2 MBAs y un objeto clasificado orbitalmente solo por ser un Mars crossing. Si bien, debido a la población de asteroides en el MBA, es más probable que se formen sistemas binarios, aquellos que son Mars crossing podrían haberse formado justamente por este tránsito a través de la órbita de Marte debido a su influencia gravitacional. Por ello, los resultados que se obtengan en este trabajo podrían mostrar alguna relación sobresaliente.

Capítulo 3

Observación, reducción y análisis de datos

Como ya se mencionó, el propósito principal de esta tesis es analizar las curvas de luz de asteroides binarios, así como de posibles binarios. Por lo cual, fue necesario obtener imágenes fotométricas de los 6 objetos de la muestra de estudio. Para realizar las observaciones, se generaron las efemérides de cada uno de los asteroides. Dichas observaciones se llevaron a cabo con la Cámara Schmidt del INAOE en Tonantzintla en marzo de 2018, noviembre y diciembre de 2020, enero de 2021 y en enero y febrero de 2023. Las imágenes astronómicas obtenidas se procesaron mediante el software especializado IRAF. Una vez procesadas las imágenes, fue posible analizar los datos correspondientes a cada una de las noches de observación de cada asteroide para obtener su curva de luz mediante el software MPO Canopus. Adicionalmente, se usaron datos de libre acceso publicados en ALCDEF para obtener una mayor cantidad de curvas de luz. Finalmente, usando el método de sustracción de Canopus fue posible obtener los periodos de rotación y órbita de las componentes primaria y secundaria, respectivamente.

3.1. Generación de efemérides

El Generador de Efemérides del Collaborative Asteroid Lightcurve Link es una herramienta que da como resultado una lista de objetos que pueden ser observados de acuerdo a parámetros como la declinación, la magnitud y la fecha de observación. Además, esta lista puede ser filtrada también mediante el ajuste de otros parámetros como los mencionados en el Capítulo 2. Sin embargo, las efemérides de los objetos que se despliegan únicamente muestran su posición en el cielo dentro de los primeros 40 días respecto a la fecha introducida, es decir, las efemérides se generan con un intervalo de un día. Es por ello que, para un mayor detalle en las coordenadas de declinación y ascensión recta, así como en la hora de observación del asteroide, se usa el Servicio de Efemérides del Minor Planet Center¹ (MPC). Este generador acepta hasta 100 objetos a la vez, permitiendo la obtención de sus efemérides respecto a una hora y fecha específica, con un intervalo de días, horas o minutos, permitiendo el ajuste respecto al UT. Aunado a esto, la opción de colocar las coordenadas de longitud, latitud y elevación de la posición de observación ayuda a conocer si el objeto es verdaderamente observable desde dicha ubicación, dado que también se da la altitud y azimut del asteroide. El límite en declinación es de -10° . Introduciendo correctamente los datos para cada uno de los objetos en sus respectivas noches de observación, se obtuvo una mayor precisión en las efemérides para la realización de las observaciones y la consecuente obtención de las imágenes astronómicas.

¹<https://minorplanetcenter.net/iau/MPEph/MPEph.html>

Observación, reducción y análisis de datos

3.1 Generación de efemérides

Table Filtering Options		
Results are sorted by order of date of brightest		
Value	Range Low/Qualifier	Range High/Selection
Number	0	9999999
Name	Any	Ignored if "Any"
Year/Month	2023 March	Selecting "All" without filters limits the result set to 200 records.
Family/Group	Group numbers precede the colon Any 2041: 1933 VV7 2043: 1981 EY40 2038: 1990 RA3 2039: 1992 DY7 615: 1993 FY12 2037: 1994 UD1 2045: 1995 SU37 006: 1996 RJ 2046: 1997 EM	More than one family can be selected. If "Any" is chosen, any other selected families will be ignored. The family list is based on Nesvorný et al. (2015) with additional families from the AstDys site as well as broad groups that contain objects not in the families. See Section 3 of the LCDB Readme PDF for more information about families and a list of family numbers/names.
Favorable	Ignore	Favorable is one of the top five brighter apparitions between 1995-2050
CALL Status	Ignore	Filter by CALL notifications and/or submission postings
LCDB Status	Ignore	Filter by LCDB entries
Mag Range	0	18.0
Dec Range	-90	90
Diameter	8000	Maximum diameter (km)
Run Search Reset		

Figura 3.1: Tabla de opciones de filtrado del Generador de efemérides del Collaborative Asteroid Lightcurve Link. Se muestran los diferentes parámetros que pueden ajustarse para la obtención de una lista de asteroides con las características deseadas, y de los cuales, se podrán generar sus efemérides.

☒ Return ephemerides ☐ Return summary ☐ Return HTML page

Objects may be identified by designation or by name. Enter a list of designations or names below (one entry per line, excess entries will be ignored):

Ephemeris Options (applicable only if selecting ephemeris return):

By default, ephemerides are geocentric, begin now and are for 20 days at 1 day intervals.

Ephemeris start date: Number of dates to output:

Ephemeris interval: Ephemeris units: ☒ days ☐ hours ☐ minutes ☐ For daily ephemerides, enter desired offset from 0h UT: hours

You may enter an observatory code or your observing site's coordinates:

Observatory code:

Longitude: ° E, latitude: °, altitude: m.

Longitudes and latitudes should be entered in decimal degrees.

Display R.A./Decl. positions in: ☐ truncated sexagesimal or ☒ full sexagesimal or ☐ decimal units or ☐ decimal degrees

☐ heliocentric position vector ☐ heliocentric position/velocity vector
☐ geocentric position vector

☒ Total motion and direction
☐ Separate R.A. and Decl. coordinate motions
☐ Separate R.A. and Decl. sky motions

Display motions as: ☐ °/sec ☒ °/min ☐ °/hr ☐ °/day

Figura 3.2: Generador de Efemérides del MPC. Gracias a una mayor precisión en los parámetros de fecha, hora, intervalo de las efemérides y ubicación de observación, permite tener una mayor precisión y certeza para la realización de las observaciones.

3.2. Realización de las observaciones

3.2.1. Cámara Schmidt

Una Cámara Schmidt es un tipo de telescopio que tiene la función de ser una cámara astrofotográfica. Inventada en los años 30s del siglo XX por Bernhard Schmidt, este tipo de telescopio tiene la peculiaridad de poseer una distancia focal corta, lo que le proporciona un campo de visión (FOV, por sus siglas en inglés) amplio. Esta característica lo vuelve un instrumento ideal para tareas como la detección y estudio de asteroides y cometas. El diseño óptico de una Cámara Schmidt involucra dos tipos de elementos ópticos, esencialmente, que son de tipo refractor y reflector, lo que lo vuelve un telescopio catadióptrico. En el caso de la cámara que posee el INAOE, como elemento reflector posee un espejo cóncavo esférico, el cual provoca una aberración esférica, y como elemento refractor posee una lente asférica situada enfrente del espejo esto es, una placa correctora asférica en su centro de curvatura, la cual corrige la aberración del espejo [Díaz, et al., 2020]. Sin embargo, el plano focal es curvo, lo que crea la necesidad de que el detector compense este efecto o buscar la forma de corregir esta curvatura.

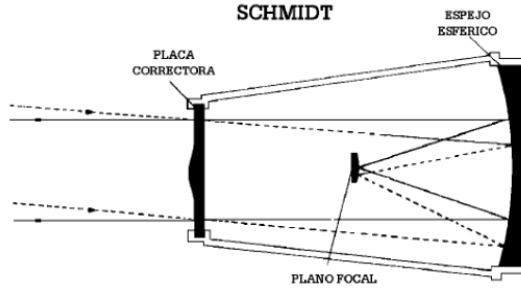


Figura 3.3: Diseño óptico de la Cámara Schmidt. Figura recuperada de [Díaz, et al., 2020].

La Cámara Schmidt del INAOE llegó a México en la década de 1940 e introdujo a nuestro país en la astrofísica moderna. Inició operaciones en 1944, y desde entonces se han descubierto objetos de gran relevancia, como los objetos Haro-Herbig o el agujero negro TON 618. Debido a la constante evolución en las técnicas observacionales, sumado a la pobre calidad del cielo de la región de Tonantzintla, se optó por cambiar el sistema de obtención de imágenes. La cámara utilizaba placas fotográficas, pero se mejoró su sistema mediante la instalación de un detector CCD refrigerado, una lente aplanadora de campo y un nuevo sistema de control del telescopio [Valdés, et al., 2022]. Los detalles técnicos de los elementos ópticos de la cámara, así como del detector CCD usado para la toma de las observaciones se encuentran en las Tablas 3.2, 3.3 y 3.4. Toda la óptica e instrumentación de la cámara le permite tener un FOV de 28.8×22.0 arcmin y una escala de imagen de 0.52 arcsec/pix. Además, se cuenta con una rueda de filtros basada en el sistema UBVRI de Johnson, cuyos detalles pueden observarse en la Tabla 3.1.

Filtro	Color	Longitud de onda central (Å)	Ancho de banda (Å)
U	Ultravioleta	3500	700
B	Azul	4380	985
V	Visual	5465	8700
R	Rojo	6470	1515
I	Infrarrojo	7865	1090
C	—	—	—

Tabla 3.1: Características de la rueda de filtros basada en el sistema estándar Johnson UBVRI [Cerdán, 2019].

Observación, reducción y análisis de datos

3.2 Realización de las observaciones

Elemento óptico	Parámetro	Valor	Descripción
Espejo primario	Diámetro	D=774 mm	Diámetro del espejo
	Diámetro efectivo	De=762 mm	Diámetro que refleja la luz que crea la imagen
	Radio de curvatura	Rc=4,314.825 mm	Radio de la esfera de la cual se toma una sección para obtener la forma del espejo. En este caso $F = Rc/2$
	Distancia focal	F=2,157.412 mm	Distancia donde se forma una imagen nítida luego de reflejarse en el espejo
Lente aplanadora de campo	Diámetro	D=190 mm	Diámetro de la lente
	Radio de curvatura 1	$C_1 = -1,455.3095$ mm	Radios de curvatura
	Radio de curvatura 2	$C_2 = 1,455.3095$ mm	
Lente correctora	Diámetro	Dc=660.4 mm	Diámetro de la lente
	Grosor	22.352 mm	Grosor de la lente

Tabla 3.2: Elementos ópticos de la Cámara Schmidt del INAOE junto con los valores de sus principales parámetros [Valdés, et al., 2016].

Parámetro	Valor
Nombre	SBIG STF-8300
Dimensiones físicas	17.96×13.52 mm
Píxeles	$3,326 \times 2,504$
Tamaño de pixel	$5.4 \mu\text{m}$
Ganancia	$0.37 \frac{e^-}{ADU}$
Convertidor Análogo Digital (ADC)	16 bits
Matriz	Monocromática

Tabla 3.3: Características del detector CCD [SBIG Astronomical Instruments, 2015].

Parámetro	Valor	Descripción
Distancia focal	F=2,135.24 mm	Valor de la distancia focal con la lente aplanadora
Razón focal	$\frac{F}{Dc} = 3.23$	Cociente entra la distancia focal y el diámetro de la lente correctora
Escala de placa	95.6 arcseg/mm	Tamaño lineal de la imagen en relación con el detector colocado en el plano focal
Campo de visión	FOV=28.8 $\times$ 21.7 arcmin	Tamaño angular del campo de visión del telescopio
Escala de imagen	0.52×0.52 arcsec	
Escala de imagen con bin 2 $\times$ 2	1.04arcsec^2	

Tabla 3.4: Parámetros del sistema óptico [Valdés, et al., 2016].

3.2.2. Obtención de las imágenes astronómicas

La obtención de las imágenes astronómicas se realizó usando diferentes tiempos de exposición, dependiendo de la relación señal a ruido que se presentara en cada noche de observación y para cada objeto. El tiempo exposición varió desde 55 hasta 210 segundos. Se hizo uso de la rueda de filtros, usando en su mayoría el filtro R con el propósito de reducir la contaminación lumínica y aprovechar la mayor sensibilidad, aunque también se realizaron observaciones sin filtro. Los detalles de las observaciones se encuentran en la Tabla 3.5. Cabe señalar que las imágenes se obtuvieron con un binning de 2×2 , es decir, un arreglo de cuatro por cuatro píxeles se vuelve uno solo, cuyo valor es el promedio del arreglo. Esto se hizo debido a la calidad del cielo y a una posterior facilidad de trabajar con el software MPO Canopus. Aunque este proceso cambia el FOV por pixel, el software toma en cuenta esto al momento de realizar cualquier proceso [Cerdán, 2019]. Un aspecto importante es que en el campo de las imágenes debían haber por lo menos tres estrellas que fueran análogas solares, pues es algo fundamental para realizar la fotometría diferencial (Sección 3.4).

Asteroide	Fecha (UT)	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	Δ (UA)	r (UA)	α (°)	V (mag)	Filtro
1972 XA (1866 Sisyphus)	25.33-03-2018	13h 26m 30.9s	+53° 00' 20"	2.222	2.893	16.7	17.4	C
2000 AS152 (26,471 Tracybecker)	12.09-12-2020	05h 14m 39.6s	+29° 11' 05"	1.005	1.987	3.0	15.2	R
	13.1-12-2020	05h 13m 05.3s	+28° 55' 20"	1.007	1.989	3.0	15.2	R
	13.08-01-2021	04h 40m 56.7s	+21° 23' 03"	1.194	2.042	18.4	16.3	R
A917 SE (3034 Climenhaga)	13.08-11-2020	02h 54m 43.7s	+22° 32' 13"	1.193	2.179	2.8	15.2	R
	06.08-12-2020	02h 34m 09.5s	+21° 19' 03"	1.335	2.235	13.3	15.9	R
	05.09-01-2021	02h 32m 48.0s	+20° 47' 21"	1.678	2.308	22.1	16.8	R
2008 BT18 (450,894)	24.44-03-2018	13h 26m 38.0s	+44° 42' 17"	0.209	1.145	41.0	16.7	R
	29.25-03-2018	13h 55m 25.0s	+51° 10' 44"	0.185	1.109	49.3	16.6	R
2001 CP44 (25,916)	14.33-03-2018	16h 06m 36.5s	+01° 23' 18"	1.246	1.864	29.6	16.8	R
	19.37-03-2018	16h 13m 13.6s	+01° 41' 25"	1.174	1.833	29.5	16.6	R
	14.37-04-2018	16h 41m 33.4s	+03° 30' 25"	0.843	1.676	27.2	15.7	R
	16.33-04-2018	16h 43m 08.1s	+03° 38' 14"	0.821	1.665	26.9	15.6	R
	20.27-04-2018	16h 45m 59.9s	+03° 52' 32"	0.778	1.642	26.2	15.4	R
	21.31-04-2018	16h 46m 41.6s	+03° 55' 58"	0.767	1.636	26.1	15.4	R
1971 QS1 (1857 Parchomenko)	24.20-01-2023	07h 52m 34.9s	+13° 22' 55"	1.131	2.109	4.3	14.7	R
	25.22-01-2023	07h 51m 24.5s	+13° 25' 42"	1.134	2.110	4.8	14.7	R
	14.17-02-2023	07h 34m 35.5s	+14° 21' 51"	1.239	2.140	14.3	15.3	R
	15.16-02-2023	07h 34m 03.7s	+14° 24' 38"	1.247	2.142	14.7	15.4	R
	17.17-02-2023	07h 33m 05.7s	+14° 30' 10"	1.263	2.145	15.6	15.4	R

Tabla 3.5: Detalles de las observaciones para cada objeto, entre los que destacan la fecha de observación, sus coordenadas de ascensión recta RA y declinación DEC, así como el ángulo de fase α y la magnitud en V y el filtro usado. Los valores de Δ y r corresponden a las distancias del asteroide a la Tierra y al Sol, respectivamente.

3.2.3. Resultados observacionales

Las observaciones realizadas para cada sistema dieron como resultado conjuntos de imágenes con diferentes tiempos de exposición y número de elementos. En la Tabla 3.6, se muestran los detalles de las observaciones realizadas para cada sistema.

Objeto	Conjunto	Fecha	Número	Exp (s)	Filtro
1972 XA (1866 Sisyphus)	1	25/03/2018	48	55	C
2000 AS152 (26,471 Tracybecker)	1	12/12/2020	293	52	R
	2	13/12/2020	291	50	R
	3	13/01/2021	266	60	R
A917 SE (3034 Climenhaga)	1	13/11/2020	219	60	R
	2	06/12/2020	341	60	R
	3	05/01/2021	101	150	R
2008 BT18 (450,894)	1	24/03/2018	53	60	R

(Continúa en la página siguiente)

(Continuación de la página anterior)

Objeto	Conjunto	Fecha	Número	Exp (s)	Filtro
2008 BT18 (450,894)	2	24/03/2018	39	60	R
	3	29/03/2018	45	60	R
	4	29/03/2018	54	60	R
2001 CP44 (25,916)	1	14/04/2018	54	120	R
	2	16/04/2018	199	60	R
	3	20/04/2018	18	90	R
	4	20/04/2018	178	90	R
	5	21/04/2018	97	90	R
1971 QS1 (1857 Parchomenko)	1	13/01/2023	120	60	R
	2	24/01/2023	203	60	R
	3	13/02/2023	107	60	R
	4	14/02/2023	130	60	R
	5	16/02/2023	124	60	R

Tabla 3.6: Detalles de las observaciones realizadas. Únicamente se muestran aquellos conjuntos que se utilizaron para la fotometría, pues algunos eran de mala calidad debido a factores como la señal a ruido del asteroide o por la calidad de la noche de observación. Las columnas Número y Exp (s) se refieren al número de imágenes del conjunto y al tiempo de exposición en segundos con el que se obtuvieron, respectivamente.

3.3. Reducción de imágenes con IRAF

Una vez obtenidas las imágenes astronómicas, es necesario que pasen por un proceso de reducción antes de analizarlas. Esta reducción consiste en eliminar los defectos creados en cada imagen debidos a la corriente residual del detector, a la corriente que éste acumula a lo largo de un cierto tiempo de integración, e incluso por la forma que adquiere el campo debido a la forma en que llega la luz al telescopio y cómo es que cada pixel responde a ésta. El software utilizado en este proceso fue IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). La reducción consistió en corregir las imágenes por bias, darks y flats:

- Bias: un CCD tiene una corriente oscura intrínseca acumulada que depende de su temperatura. Para eliminar este defecto, se toman imágenes con el obturador cerrado y con un tiempo de exposición cero, es decir, se obtienen imágenes con el menor tiempo de exposición posible. En este caso, se tomaron imágenes con un tiempo de exposición de 0.1 segundos y una temperatura de CCD similar a la de las imágenes de nuestros objetos. Se obtiene un master bias que es el resultado de combinar las imágenes usando el valor de la mediana de cada pixel mediante la tarea zerocombine. Este master se resta a las imágenes de nuestros objetos y a los flats mediante la tarea ccdproc.
- Darks: el movimiento térmico de los electrones en nuestro instrumento puede generar que algunos pixeles reaccionen de formas diferentes. Esto genera lo que se conoce como “pixeles muertos” o “pixeles calientes”, donde los primeros son regiones donde hay o no hay un flujo de electrones, lo que crea puntos o regiones negras o blancas, mientras que los segundos, debido a su temperatura, alcanzan altos valores a diferencia de su alrededor. Esto puede variar debido a la temperatura y al tiempo de exposición, por lo que para corregir esto, se tomaron imágenes con el obturador cerrado y con el mismo tiempo de exposición que las imágenes de nuestros objetos. Posteriormente, con la tarea darkcombine se combina cada conjunto de imágenes darks usando la mediana. Esto genera un master dark por cada tiempo de exposición el cual se restará mediante la tarea ccdproc a las imágenes del mismo tiempo de exposición.

- Flats: la respuesta de cada pixel a la luz es diferente, por lo que para corregir este efecto es necesario obtener imágenes del CCD iluminado uniformemente. Para ello, se iluminó el domo del telescopio con una lámpara de halógeno de tal forma que las imágenes que se tomaran tuvieran un número de cuentas que se aproximara a un 70 % del valor de saturación del CCD, que es de aproximadamente 45,500. Las imágenes se combinaron mediante la tarea flatcombine usando la mediana para obtener un master flat. Posteriormente, se realiza un binning de cada master flat usando la tarea median, que le asigna al pixel creado por el binning un valor igual a la mediana del arreglo. Mediante la tarea imarith, se divide el master flat entre el master con el binning para obtener un flat normalizado de cada filtro. Finalmente, las imágenes de nuestros objetos se corrigen con el flat normalizado usando ccdproc.

En cada noche de observación, fue necesario generar las imágenes bias, darks y flats. En el caso de los darks, se generó un conjunto para cada tiempo de exposición. Para los flats, fue necesario generar un conjunto para cada filtro diferente, debido a que la respuesta es distinta dependiendo de la longitud de onda de la luz. Cada conjunto de imágenes, sin importar si fueran bias, darks de diferente tiempo de exposición o flats de diferente filtro, contenía 10 elementos, los cuales se combinaron dependiendo la noche, el tiempo de exposición y el filtro para generar los masters de cada noche y procesar con ello las imágenes de los objetos.

3.4. MPO Canopus para la obtención de curvas de luz

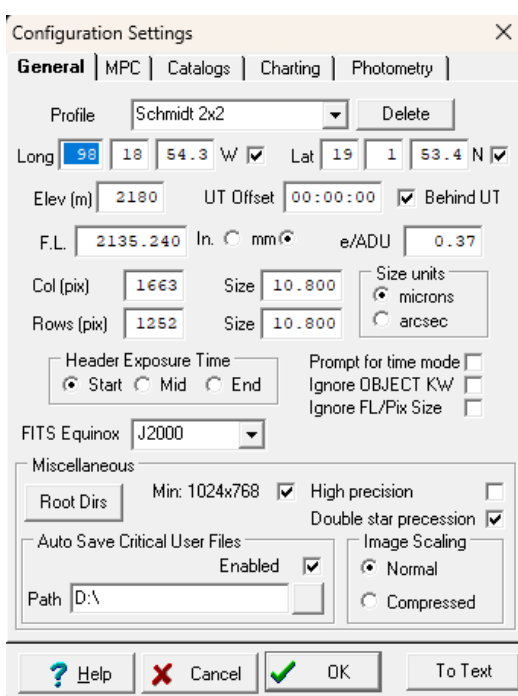
Con las imágenes ya procesadas, se procedió con la creación de las curvas de luz para cada objeto utilizando el software Canopus. Para ello, se introdujeron las configuraciones generales, las cuales se distribuyen en cuatro pestañas. La primera corresponde a los datos del telescopio, como su ubicación geográfica, el ajuste del UT, la distancia focal, los detalles del CCD, entre otros. La segunda pestaña muestra los diferentes catálogos que pueden seleccionarse para realizar la astrometría de las imágenes. La tercera pestaña muestra las diferentes opciones que hay para mostrar nuestras imágenes de tal forma que puedan coincidir con los catálogos de estrellas. Una de las opciones más importantes es que, debido a su óptica, la Cámara Schmidt invierte el Este y el Oeste, por lo que es importante seleccionar esta casilla. La última pestaña muestra las opciones que hay para la realización de la fotometría. Las opciones importantes son el método a usarse, que es *Derived*, y el nivel de saturación del CCD, que en este caso es de 65000.

MPO Canopus lleva a cabo la fotometría diferencial, es decir, busca las diferencias entre un objetivo y un objeto de comparación. En el caso del análisis de las imágenes de asteroides, el objetivo es el asteroide y el objeto u objetos de comparación son estrellas que sean análogas solares. Dado que los asteroides reflejan la luz proveniente del Sol, es necesario comparar su brillo con el de estrellas que sean similares al Sol y que además sean no variables, para que de esta manera se obtengan la magnitud aparente de nuestro asteroide. Para ello, estas estrellas deben estar en el rango lineal de nuestra imagen y de nuestro detector, es decir, no deben estar localizadas en regiones del borde y no deben pasar el nivel de saturación del CCD.

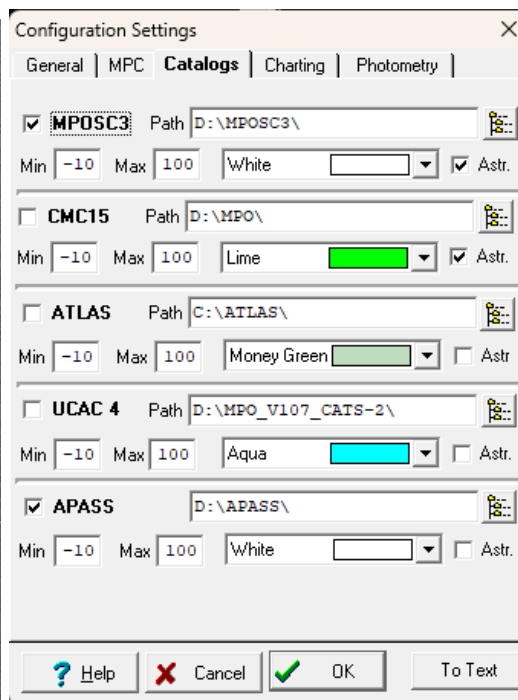
De las distintas opciones que tiene Canopus para encontrar las magnitudes, la opción *Derived* es la preferente para generar las curvas de luz, dado que es una opción híbrida entre la fotometría instrumental y la basada en catálogos. La fotometría instrumental mide el número de cuentas basado en el valor ADU y lo normaliza a 1 s de exposición, restando las magnitudes (obtenidas de esta forma) del asteroide y de la estrella de comparación. Por otra parte, la fotometría basada en catálogos mide la magnitud del objeto y la compara con la de los catálogos. El método *Derived* resta las magnitudes del asteroide y de la estrella de comparación y luego suma la magnitud del catálogo de esta última. Por lo tanto, este método reduce factores externos como las condiciones observacionales.

Observación, reducción y análisis de datos

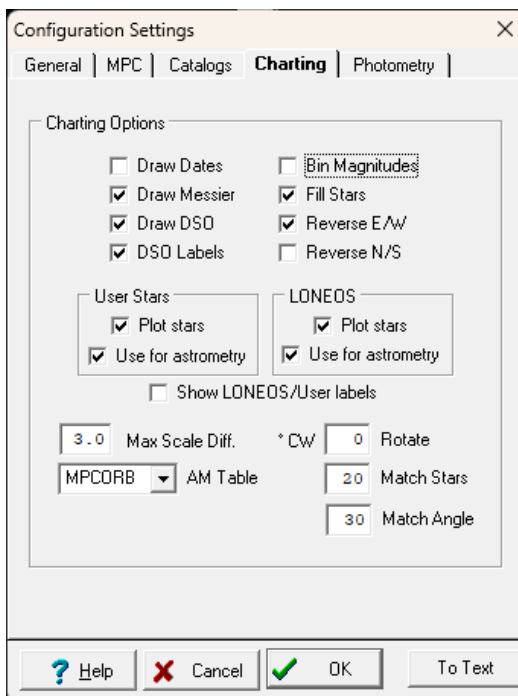
3.4 MPO Canopus para la obtención de curvas de luz



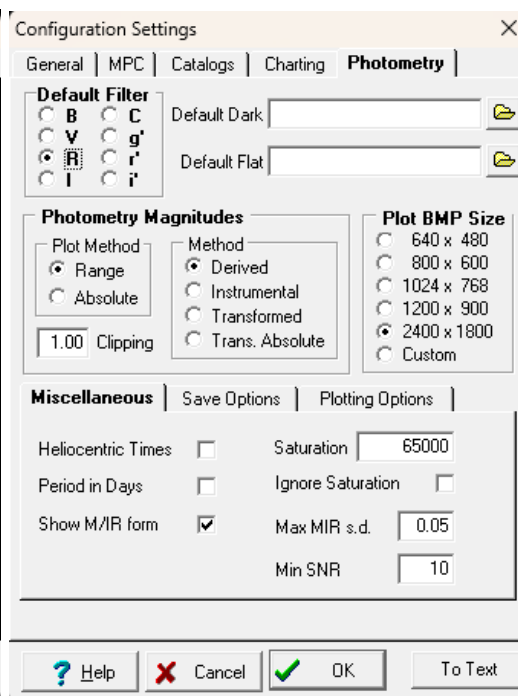
(a) Ajustes generales.



(b) Catálogos.



(c) Graficado.



(d) Fotometría.

Figura 3.4: Ajustes generales para el software MPO Canopus, en los que se incluyen datos del telescopio, catálogos para astrometría, presentación de las imágenes y ajustes de fotometría.

3.4.1. Generación de una curva de luz

La generación de una curva de luz dependerá del objeto, la fecha de observación (y por ende del ángulo de fase), del filtro y del campo usado. Por ello, cada curva generada corresponderá a lo que Canopus llama una sesión. Una sesión corresponde justamente a los datos de una curva de luz de un objeto en una fecha, con un filtro e incluso de un campo de observación distinto. Para crear una sesión, primero debemos abrir una imagen de nuestro asteroide, y realizar una astrometría de la misma mediante la herramienta Auto Match. Esto identificará las estrellas del campo que se encuentren entre los catálogos seleccionados y que no sobrepasen un nivel máximo entre su magnitud en la imagen y la registrada en los catálogos. Además, se mostrará el asteroide junto con su trayectoria estimada por un tiempo de 12 horas. Sin embargo, en ocasiones puede que no sea posible identificarlo fácilmente. Para ello Canopus cuenta con una opción que muestra diferentes imágenes en una secuencia, de tal forma que al tener el mismo campo, las estrellas parecen fijas y únicamente el asteroide se moverá de imagen en imagen. La identificación del asteroide nos permitirá ajustar las aperturas. Con estos datos, ya es posible generar una sesión.

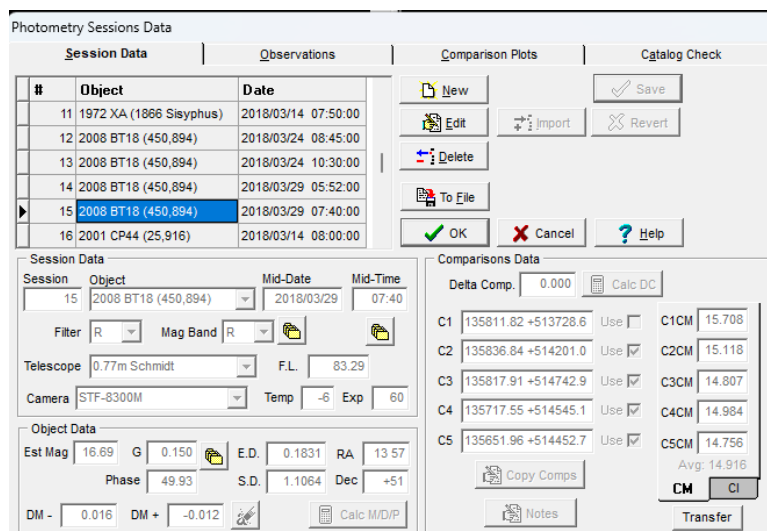


Figura 3.5: Ventana del software MPO Canopus de la creación y ajuste de sesiones fotométricas.

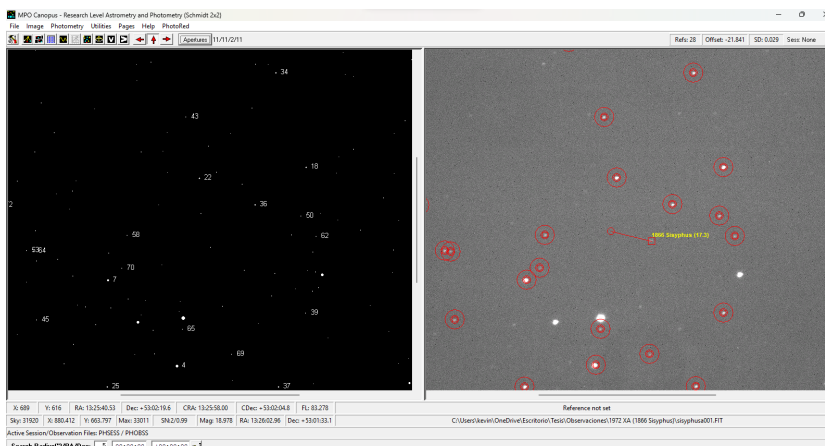


Figura 3.6: Astrometría realizada con la herramienta Auto Match de Canopus.

Aperturas

Las aperturas son las áreas que se utilizan para medir la señal proveniente de la estrella, del asteroide y del fondo (cielo) con el propósito de determinar sus magnitudes. Regularmente son tres círculos concéntricos, aunque la geometría puede cambiar a elipses, cuadrados o rectángulos, que inclusive pueden rotarse. Para nuestro caso, las aperturas únicamente serán circulares o elípticas y dependiendo de la forma del asteroide, estarán rotadas en un cierto ángulo.

Básicamente, hay dos juegos de aperturas. Una señala las estrellas, tanto en la astrometría como en la fotometría. La otra señala nuestro asteroide. Solo será necesario modificar las aperturas correspondientes al asteroide, dependiendo de su forma en la imagen. Para ello, hay que conocer que definen cada uno de los tres círculos:

- Apertura del objeto: el círculo más interior define la región que servirá para medir el brillo del asteroide o de la estrella, según sea el caso.
- Zona muerta: la región entre el segundo círculo y el más interior es denominada zona muerta, pues los pixeles que caen en esta región no son considerados.
- Anillo del cielo: la región entre el segundo círculo y el más exterior sirve para medir el brillo del cielo. El valor promedio de los pixeles en esta área se sustrae posteriormente de la región de los pixeles en la apertura del objeto.

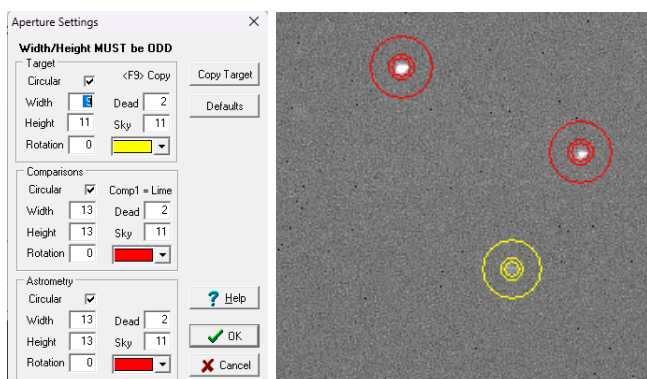


Figura 3.7: Ajustes de las aperturas en MPO Canopus. El tamaño de las aperturas se puede modificar de tal forma que pueden ser circulares o elípticas, siempre que sea un número impar. Las aperturas rojas corresponden a las estrellas y la amarilla corresponde al asteroide.

Fotometría

Creada la sesión del objeto de la noche, filtro y campo correspondiente, el siguiente paso es realizar la fotometría en las imágenes:

1. Se elige la primer imagen de la sesión, la cual debe corresponder al inicio de la observación del objeto y debe ser de buena calidad. Normalmente es la misma imagen que se usó para identificar el asteroide usando la herramienta Auto Match.
2. Se selecciona el asteroide en la imagen y también las estrellas de comparación, que son aquellas que sean análogas solares. Por lo menos, deben seleccionarse tres estrellas de comparación y máximo cinco, de tal forma que cumplan con que sus índices de color sean $B-V=0.8$ o $V-R=0.45 \pm 0.2$ mag, pues estos son valores similares a los que tiene el asteroide. Además, las estrellas no deben pasar el nivel de saturación del CCD, deben aparecer en todas las

imágenes de la sesión y no deben estar en los bordes de las mismas. Los datos fotométricos de éstas son transferidos a la sesión.

3. Posteriormente, se abre una imagen de la mitad de la sesión o de un poco más adelante. En ella, se seleccionan las estrellas de comparación y el asteroide. Esto sirve para que el software calcule la razón de movimiento del asteroide.
4. La primera imagen es mostrada nuevamente para seleccionar dos estrellas de referencia. Estas estrellas son usadas por Canopus para encontrar aquellas que serán sustraídas. Deben estar en cada una de las imágenes a ser medidas, no deben estar saturadas o en el rango no lineal de las imágenes y deben estar aisladas (sin compañeras cercanas). La estrella de referencia 1 debe ser tal que sea tan brillante como la estrella más brillante a ser sustraída, e incluso puede ser una de las estrellas de comparación. La estrella de referencia 2 debe estar lo bastante lejos de la 1 para que los cálculos sean más precisos.
5. Se sustraen todas aquellas estrellas que se interponen en el camino del asteroide o que se encuentren lo bastante cerca, tal que la apertura del cielo de éste se encuentre con una estrella.
6. Se selecciona el conjunto de imágenes correspondientes a la sesión y, con los datos de las estrellas de comparación, de referencia y de sustracción, se realiza la fotometría de cada imagen a los objetos seleccionados. Este proceso puede ser realizado con el valor de la razón de movimiento del asteroide calculado anteriormente, o realizando la astrometría en cada imagen mediante la herramienta de Automatch en caso de disponer de mayor tiempo de computo.

Si bien, la fotometría de cada imagen es realizada, las estrellas de comparación pueden llegar a presentar variabilidad. Esto puede ser observado en la sesión generada. Estas estrellas pueden crear variaciones en los valores finales de magnitud del asteroide, lo cual podría llevar a soluciones del periodo erróneas. Para corregir esto, es posible no usar estas estrellas para el cálculo final de los valores fotométricos del asteroide. Sin embargo, es importante recordar que es necesario tener por lo menos tres estrellas de comparación. En el caso de no tener ese mínimo número de estrellas, es necesario realizar de nuevo el proceso de fotometría para la sesión. Puede darse el caso en que solo un muy reducido número de puntos tengan valores variables, en cuyo caso la naturaleza de la estrella sería no variable y esa anomalía podría tener un origen independiente. Estos valores pueden eliminarse. Un punto más a tener en cuenta es que los valores de las estrellas deben coincidir en promedio, es decir, no deben tener una diferencia tan grande, pues podría aumentar el error.

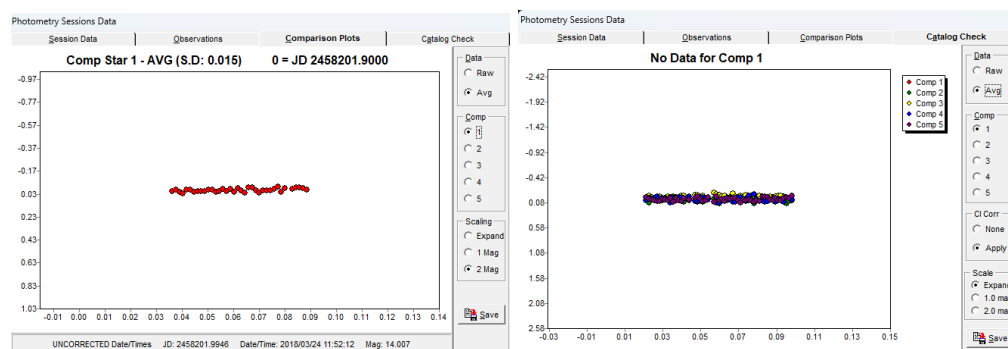


Figura 3.8: Estrellas de comparación. La Figura de la izquierda corresponde a una estrella no variable. La Figura de la derecha muestra el promedio de todas las estrellas de comparación usadas en la sesión. Se aprecia que el comportamiento es no variable y no difieren en valores de décimas de magnitud o incluso en valores de 2 mag, por lo que se reduce el error.

Resolución del periodo

Una vez comprobada la no variabilidad de las estrellas de comparación usadas para encontrar los valores de magnitud del asteroide a lo largo de la noche, el siguiente paso es encontrar el periodo de rotación del mismo. Canopus es capaz de superponer distintas noches de observación correspondientes a un mismo objeto. Esto nos permite tener una mayor cantidad de datos que servirán para determinar el periodo de manera más confiable. Sin embargo, deben tenerse en cuenta diferentes factores, como los que se mencionan en [Warner, 2016]:

- En cada sesión se usan diferentes estrellas de comparación
- La magnitud promedio del asteroide cambia debido a la geometría orbital y visual.
- Efectos de oposición.
- Diferentes compensaciones al fusionar datos de más sesiones y/u observadores.

Es por ello que solo se deben combinar sesiones de noches consecutivas o que no tengan una diferencia de $\alpha > 5^\circ$. Al combinar sesiones puede darse el caso de que algunas tengan una ligera diferencia de magnitud que no sobrepasa 1 mag. Esto es debido a que las condiciones de observación puede variar ligeramente entre una y otra noche de observación. Sin embargo, Canopus permite ajustar las curvas mediante un delta de magnitud.

Canopus utiliza el algoritmo FALC (*Fourier Analysis for Lightcurve*), desarrollado por Alan Harris y modificado por Petr Pravec [Warner, 2012] para encontrar los periodos de órbita y de rotación de sistemas binarios. Este algoritmo busca encontrar, mediante un análisis de Fourier, una expresión del tipo

$$V(t) = H_\alpha + \sum_{i=1}^n a_n \sin \frac{2nt\pi}{P} + \sum_{i=1}^n b_n \cos \frac{2nt\pi}{P} \quad (3.1)$$

donde H_α es la magnitud reducida del asteroide, n es el orden de la serie de Fourier y a_n y b_n son los coeficientes, t es la fase rotacional del asteroide, P es su periodo de rotación. El valor de P de la expresión anterior permite colocar los datos observacionales en fase y sobreponer el ajuste de Fourier encontrado. Para ello, Canopus cuenta con diferentes parámetros:

1. Orders: es el número de ordenes que tendrá la serie de Fourier.
2. Min.: es el valor con el que el algoritmo comenzará a buscar el periodo.
3. Size: es el tamaño de paso que usará el algoritmo, y dependiendo las configuraciones, podría estar en horas o en días.
4. Steps: es la cantidad de pasos que realizará el algoritmo.
5. Bin: es la cantidad de puntos consecutivos que se combinarían en uno solo.
6. Max Diff.: es la máxima diferencia que puede haber entre dos puntos consecutivos.
7. Period: es la forma en como se buscará el periodo:
 - Period (ref): los pasos se incrementan aritméticamente por el tamaño de paso.
 - Orders: se mantiene el periodo constante pero el número de ordenes cambia a Min+Steps, estando limitado a 15 ordenes.
 - Period (auto): el tamaño de paso incrementa geométricamente en proporción al periodo y tamaño de paso inicial.

En ocasiones, ya existen valores conocidos para los periodos de rotación. En el caso de este trabajo, las componentes principales cuentan con valores confiables de su periodo de rotación. Es por ello que se inicia una búsqueda de periodo basada en estos valores. Al realizar esto, Canopus puede graficar los datos en crudo (Raw), en magnitud reducida (R Mag) o en una combinación de uno de estos con el ajuste de Fourier. En un principio, es mejor graficar usando únicamente la opción de magnitud reducida.

Figura 3.9: Parámetros disponibles para la búsqueda de periodos.

Sin embargo, un aspecto importante a considerar es el número de ordenes de nuestro ajuste de Fourier. ¿Cuántos ordenes usar? ¿Por qué? Una serie de Fourier trata de ajustar una serie de términos trigonométricos armónicos a un conjunto de datos, y entre mayor sea el número de términos, más se ajustará la serie. Pero, si buscamos ajustar a la perfección del ajuste de Fourier a los datos observacionales, podría darse el caso de que el periodo encontrado sea erróneo. Esto se debe a que para ciertas geometrías, el número de armónicos de segundo orden predominan mientras que en otras, armónicos de mayor orden son los que describen mejor su comportamiento. Dependiendo la geometría de la sección transversal, la curva de luz presentará una amplitud distinta. La amplitud de una curva de luz está dada por

$$A = -2.5 \log \frac{CS_{min}}{CS_{max}} \quad (3.2)$$

donde CS_{min} y CS_{max} son las mínimas y máximas secciones transversales, respectivamente. De acuerdo con [Harris, 2012], dependiendo de la amplitud podemos usar un número de ordenes:

Ordenes	Min/Max sección transversal	Máxima amplitud
2	∞	∞
6	$\cos 30^\circ = 0.866$	0.156
4	$\cos 45^\circ = 0.707$	0.376
10	$\cos 18^\circ = 0.951$	0.054

Tabla 3.7: Armónicos dominantes en el análisis de Fourier en base a la amplitud de la curva de luz.

En cualquier caso, al realizar la búsqueda de periodo, Canopus abrirá dos ventanas, una llamada *Period Search Results (Period Spectrum)* y otra llamada *Comp Adjust*:

- **Period Search Results:** Esta ventana muestra la información referente al periodo encontrado. Tiene dos pestañas:
 - **Plot:** Muestra una gráfica de los resultados de la búsqueda del periodo, es decir, muestra cada iteración realizada por el algoritmo junto con su resultado. En el eje X está el periodo (en unidades de horas o días) y el eje Y el error RMS (en unidades de 0.01 mag). Un menor error de RMS indica una mejor solución del periodo.
 - **Data:** Muestra una tabla con el número de ordenes, el periodo y tres diferentes errores asociados:
 - PE (Probable Error): es el error resultante directamente del análisis.
 - 3-sig Error: es el error de 3 desviaciones estándar, es decir, es tres veces PE.

- 2 % Error: es el error que causaría que el último punto del conjunto (por fecha) se desplace un 2 %.

Además, al final de esa pestaña se encuentran los coeficientes de Fourier encontrados.

- Comp Adjust: cuando se combinan diferentes sesiones, puede darse el caso que una sesión difiera de otras en magnitud. Este hecho puede deberse a los instrumentos o las condiciones de observación. Esta ventana permite ajustar la sesión completa tal que podamos hacerla coincidir con la mayoría.

En ocasiones, puede haber diferentes valores posibles para el periodo. Usando los diferentes valores de error podemos decidir si el periodo arrojado corresponde al correcto. Por otro lado, los valores de las bases de datos podrían darnos una mejor certeza. Es por ello que los valores que introducimos en la búsqueda del periodo pueden ser ajustados y refinados para obtener un valor más satisfactorio e incluso con un menor error.

Las curvas de luz de asteroides tienden a presentar un comportamiento bimodal, es decir, que tienen dos máximos y dos mínimos. Esto en la gráfica de error de RMS podría traducirse como dos mínimos. En el caso de realizar observaciones cuando el asteroide tiene un valor de α alto, es difícil saber cual es el periodo correcto, teniendo curvas con incluso tres o más máximos o mínimos. Algo similar ocurre a bajos valores de α , y con una amplitud menor que 0.10 mag, pues es difícil saber si la solución monomodal o bimodal es correcta. Para una amplitud entre 0.10 – 0.20 mag la solución bimodal parece ser la correcta, y esta certeza aumenta conforme la amplitud también lo hace.

3.4.2. Método de sustracción

El proceso en Canopus para encontrar varios periodos y amplitudes es iterativo. El proceso se basa en sustraer los periodos de las componentes de la curva de luz original. Esto se realiza mediante el proceso de resolución del periodo y luego sustrayendo el periodo de rotación del primario, quedando de esta forma los eventos ocasionados por el tránsito de la componente secundaria. De estos valores es posible calcular el periodo de órbita de ésta para después sustraerlo de la curva de luz y repetir nuevamente todo el proceso. Después de un número de iteraciones, los periodos estarán más refinados, es decir, los errores serán más pequeños y los periodos más confiables dado que será más precisa la curva que se utilice para calcular cada uno. Si los datos son de alta calidad, será posible calcular un periodo de rotación de la componente secundaria. Para ello, suponemos que su periodo no está ligado gravitacionalmente al primario. Si sustraemos el periodo de éste último y de los eventos mutuos, podremos (intentar) calcular el periodo de órbita del secundario. Si su periodo es tal que sea muy similar al de órbita y/o los errores son muy grandes, podríamos no tener la suficiente calidad como para calcular el de rotación o puede que esté ligado gravitacionalmente a la componente primaria.

Para realizar este proceso, es necesario realizar unos ajustes en la configuración general de MPO Canopus. Esto incluye cambiar el método de fotometría de magnitudes a Instrumental y revisar nuevamente que el ajuste en el UT sea el correcto, pues en caso de un error esto podría cambiar la posición de los eventos mutuos en las curvas de luz. Además, debido a que el proceso utiliza la fotometría instrumental, es necesario ajustar los delta de magnitud para cada curva. Realizados estos ajustes, podemos proseguir con el método de sustracción. Un esquema de este proceso puede visualizarse en la Figura 3.10.

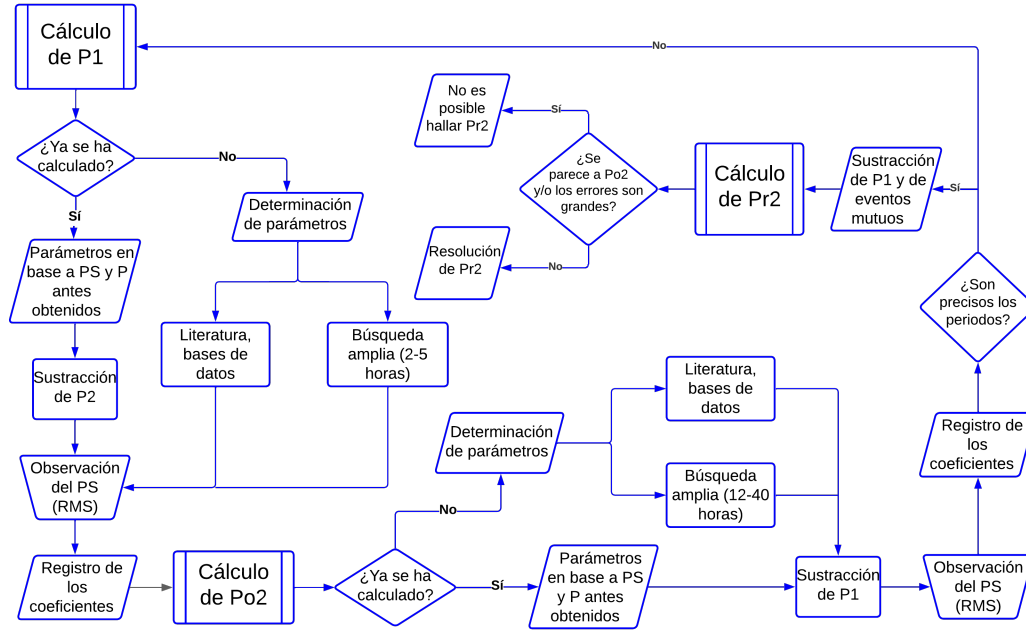


Figura 3.10: Proceso iterativo para la resolución del periodo de rotación de la componente primaria, P1, y de los periodos de órbita y rotación de la componente secundaria, Po2 y Pr2, respectivamente.

3.4.3. Clasificación

Para poder clasificar un asteroide binario es necesario conocer el tamaño de la componente primaria, el cociente D_2/D_1 y una estimación del tamaño del semi-eje mayor de la órbita. El cociente puede obtenerse mediante la siguiente expresión:

$$D_2/D_1 = [1 - 10^{(-0.4m)}]^{1/2} \quad (3.3)$$

donde m es la profundidad del evento más angosto respecto a la curva del primario, en magnitudes. Respecto al tamaño de la componente primaria, éste puede recuperarse de las Tablas 2.2 y 2.3.

3.4.4. Curvas de ALCDEF

En ocasiones, la cantidad de curvas de luz fue insuficiente para determinar los parámetros de la componente secundaria. Por ello, se recurrió a curvas de luz de la base de datos ALCDEF para complementar las observaciones realizadas con la Cámara Schmidt, de modo que se pudieran ajustar todas las curvas y tener mejor identificados los eventos mutuos. Se cuidó que dichas curvas no difirieran mucho en fechas o en α para que pudieran combinarse con las sesiones ya creadas. Además, se cuidó también que se hubieran generado a partir de observaciones realizadas con el mismo filtro y/o banda de magnitud que las realizadas con la Cámara Schmidt. Los detalles de estos datos se muestran en la Tabla 3.8.

Observación, reducción y análisis de datos
3.4 MPO Canopus para la obtención de curvas de luz

Objeto	Fecha	α	Filtro	Banda	Curvas
1972 XA (1866 Sisyphus)	13/05/2016-26/05/2016	$16.77^\circ - 19.42^\circ$	C	V	12
	04/04/2018-10/04/2018	$17.19^\circ - 17.58^\circ$	C	V	5
2000 AS152 (26471 Tracybecker)	04/12/2012-18/12/2012	$5.51^\circ - 8.58^\circ$	C	R	8
	10/02/2008-16/02/2008	$13.82^\circ - 16.04^\circ$	C	R	3
	15/02/2016-05/03/2016	$14.63^\circ - 20.76^\circ$	C	R	8
A917 SE (3034 Climenhaga)	27/07/2009-02/08/2009	$9.88^\circ - 13.04^\circ$	C	R	7
	22/06/2009-04/07/2009	$23.20^\circ - 26.78^\circ$	C	R	4
	23/09/2009-25/09/2009	$21.8^\circ - 22.0^\circ$	C	R	3
2008 BT18 (450,894)	21/07/2008	$43.96^\circ - 44.73^\circ$	C	R	6
1971 QS1 (1857 Parchomenko)	06/12/2005-25/12/2005	$1.78^\circ - 8.38^\circ$	C	R	7
	30/12/2005-08/01/2006	$11.21^\circ - 15.74^\circ$	C	R	6

Tabla 3.8: Datos de las curvas de luz recuperadas de ALCDEF para su uso en la búsqueda de periodos de los sistemas binarios.

Capítulo 4

Resultados

El proceso utilizado para obtener las curvas de cada sistema presentó diferentes complicaciones. En algunos casos como en el del sistema 2001 CP44, su brillo era tan débil que se perdía con el cielo, lo que hizo complicado el proceso de fotometría. Incluso, en el caso de la resolución del periodo, las barras de error resultaron muy grandes debido a que el error calculado por Canopus involucra un cociente de $1.0857/\text{SNR}$, donde el denominador es la señal a ruido del asteroide. En otros casos, el uso de curvas de luz de ALCDEF involucraba un ajuste significativo en el delta de magnitud para las curvas, del orden de 10 mag debido a las características de los instrumentos con los que cada curva fue generada, lo que podría haber ocasionado errores al momento de superponer las curvas. Para resultados de alta calidad como los de Tracybecker o Climenhaga, fue más sencillo realizar el proceso debido a la gran cantidad de datos que se obtuvieron de las observaciones y de los errores pequeños que se generaron respecto a la amplitud de la curva. A continuación, se presentan los resultados obtenidos de las observaciones realizadas, las curvas de luz encontradas para los sistemas en conjunto, así como los valores de los periodos resultantes del análisis de estas curvas para cada componente.

4.1. Curvas de luz de los sistemas

Una parte importante antes de realizar el proceso de sustracción, fue obtener las curvas de luz de cada sistema. Esto con el propósito de observar si es que se presentaban eventos mutuos como ocultaciones o eclipses, de modo que fuese más sencillo determinar si los datos eran útiles para determinar las características de las componentes secundarias. Con base en los datos de los periodos de rotación de las componentes primarias (Tablas 2.2 y 2.3), se realizó el ajuste para su búsqueda. Los datos resultantes de la resolución de los periodos y las curvas de luz junto con su correspondiente ajuste de Fourier se presentan en la Tabla 4.1.

El proceso de sustracción realizado a cada sistema arrojó resultados diversos dependiendo del sistema. En algunos se volvió complicado determinar con certeza si había eventos mutuos, en otros el resultado del periodo orbital de la componente secundaria permitió la búsqueda de su periodo de rotación. A continuación, se discuten a detalle los resultados hallados para cada uno de los sistemas de asteroides binarios.

Objeto	Periodo (h)	ALCDEF (h)	α (°)	Fourier	Amp	$\frac{CS_{min}}{CS_{max}}$
1972 XA (1866 Sisyphus)	2.3909 ± 0.0001	2.4000	16.1	10	0.03	0.97
2000 AS152 (26,471 Tracybecker)	2.4096 ± 0.0001	2.68679	5.5	6	0.07	0.94
	2.6869 ± 0.0001		13.8	4	0.20	0.83
A917 SE (3034 Climenhaga)	2.7533 ± 0.0192	2.737485	3.0	4	0.17	0.86
	2.7362 ± 0.0001		13.0	6	0.13	0.89
	2.7360 ± 0.0001		26.8	6	0.15	0.87
2008 BT18 (450,894)	2.6248 ± 0.0001	2.5702	44.7	6	0.07	0.94
2001 CP44 (25,916)	4.5873 ± 0.0009	4.6021	27.2	4	0.21	0.82
1971 QS1 (1857 Parchomenko)	3.1177 ± 0.0001	3.1177	4.1	6	0.18	0.85
	3.1188 ± 0.0001		11.2	4	0.22	0.82

Tabla 4.1: Periodos de rotación de la componente principal de cada sistema binario incluyendo los eventos mutuos. El parámetro ALCDEF indica el periodo de rotación del primario recuperado de la base de datos con el mismo nombre.

4.1.1. 1972 XA (1866 Sisyphus)

Los resultados de las observaciones realizadas con la Cámara Schmidt presentan errores grandes en relación con la amplitud de la curva. Éstas no son las únicas, pues incluso datos del ALCDEF correspondientes a observaciones realizadas en el mismo año presentan este problema. La magnitud aparente del asteroide durante la realización de las observaciones era de aproximadamente 17, lo cual roza el límite de capacidad de la Cámara Schmidt, tal que la relación señal a ruido generó errores grandes. Sin embargo, las curvas correspondientes al año 2016 cuentan con una mayor precisión, dado que la magnitud aparente registrada fue de aproximadamente 13 [Warner, 2016], lo que mejora mucho la señal a ruido. Con base en estos conjuntos de datos fue que los de 2018 se ajustaron.

Fue hasta que se realizó el proceso de sustracción que se pudo percibir mejor donde se encontraban los posibles eventos mutuos. Observando la Figura 4.3, se puede notar que en los valores de fase de 0.1, 0.55 y 0.85 hay caídas respecto al resto de la curva, y dado que en ésta ya se ha sustraído la aportación de la componente primaria, éstas corresponden a un tránsito de la componente secundaria. Si bien, en torno a valores de 0.3 y 0.65 hay caídas, estos puntos tienen grandes barras de error, lo que no asegura que sean eventos mutuos. Debido a esta mala calidad en los datos, se decidió no intentar hacer una búsqueda del periodo de rotación de la componente secundaria. Sin embargo, los cálculos para el periodo de órbita dieron como resultado un valor de $P_{o,2} = 25.2593 \pm 0.0003$ h, lo cual se ajusta bastante bien al reportado en ALCDEF. Este valor se debe en gran medida a las curvas de 2016, por lo que el resto de datos podrían no haber aportado información sobresaliente.

En el caso de la componente primaria, su periodo de rotación fue de $P_{r,1} = 2.3906 \pm 0.0001$ h, con una amplitud de 0.03 mag. En contraste con la Figura 4.1, no hay grandes cambios, y esto se debe a que no son tan significativos los eventos mutuos, por lo que la curva total corresponde casi en su totalidad a la componente primaria.

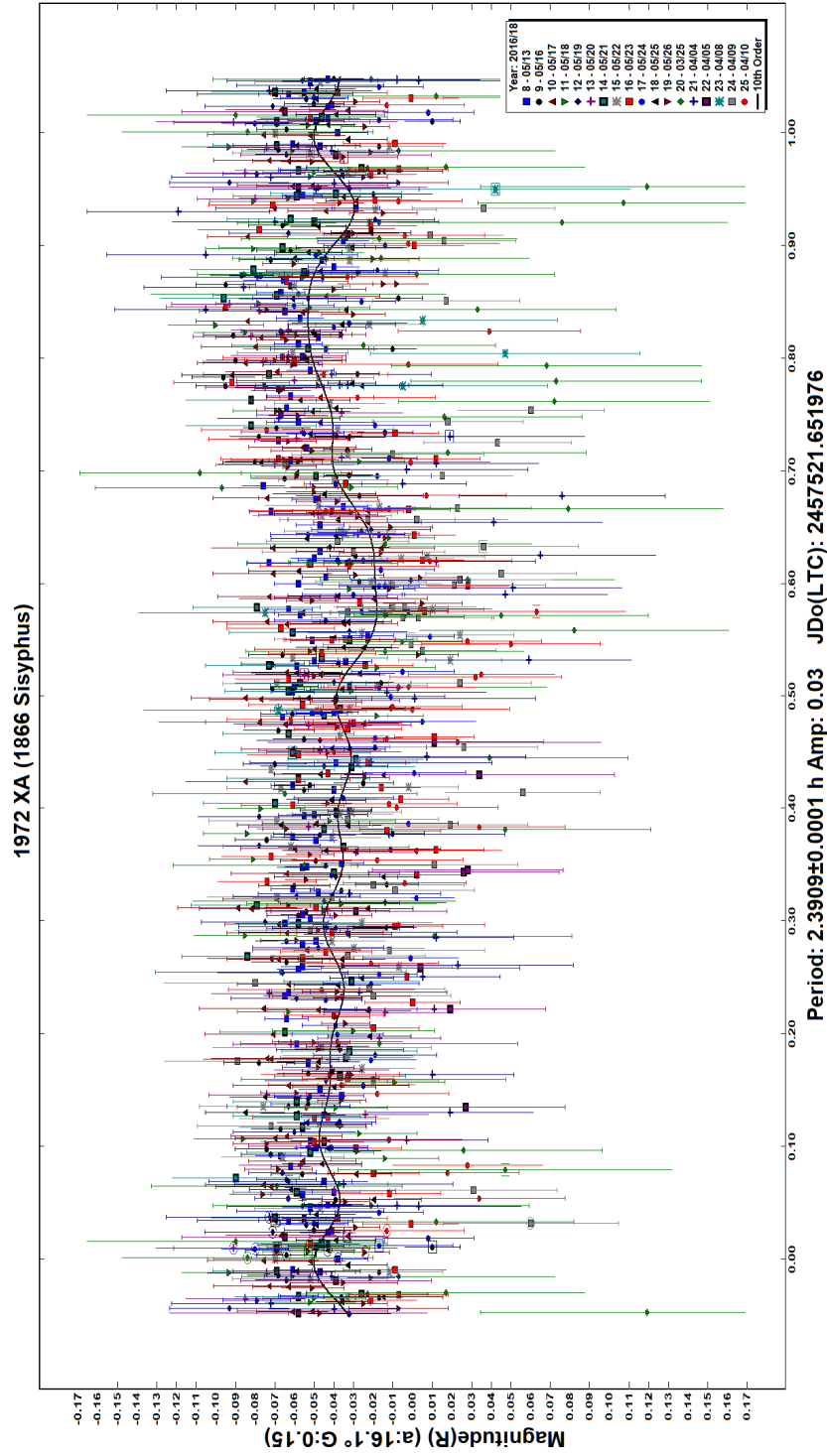


Figura 4.1: Curva del sistema 1972 XA (1866 Sisyphus), $\alpha = 16.1$.

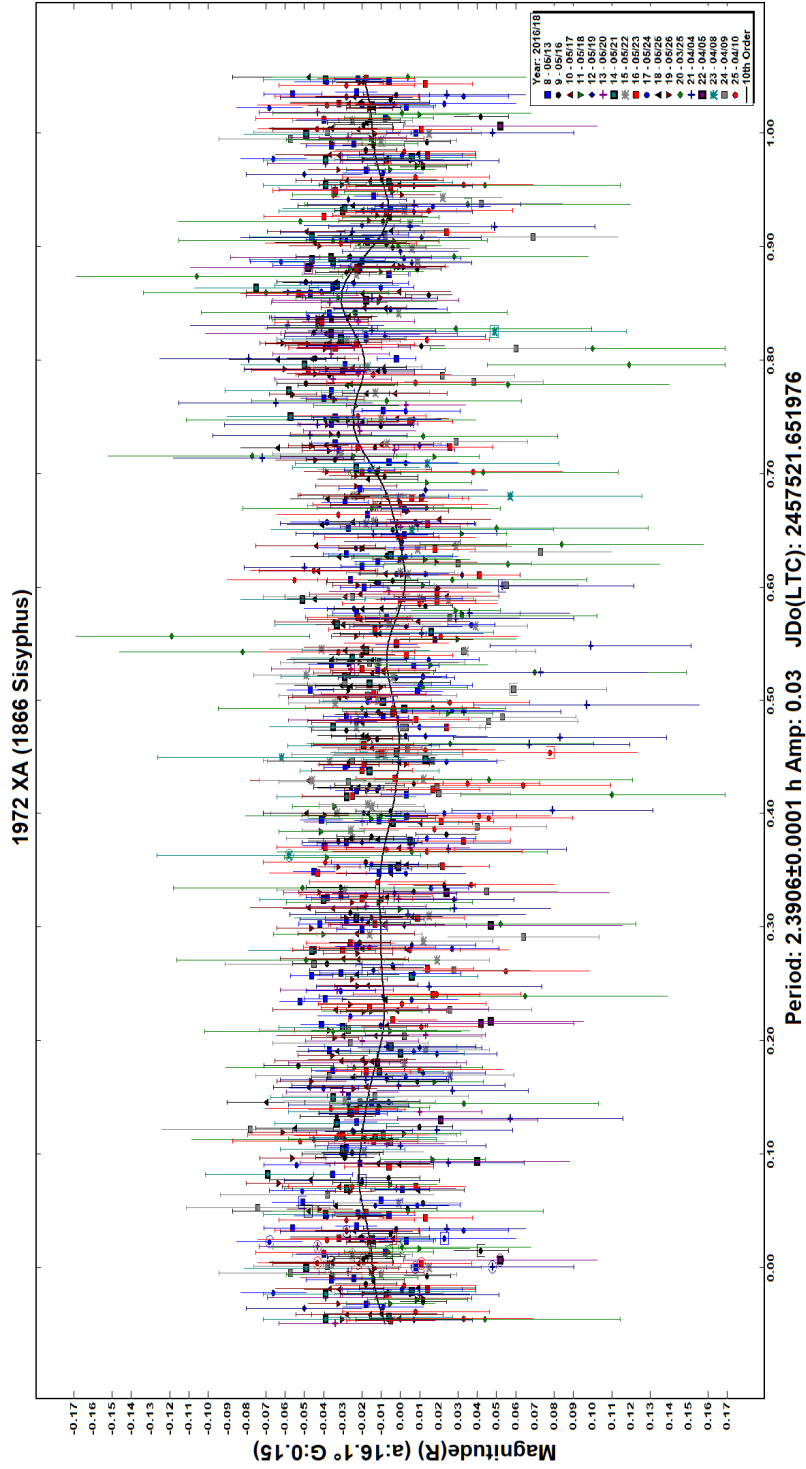


Figura 4.2: Curva de luz de la componente primaria del sistema 1972 XA (1866 Sisyphus).

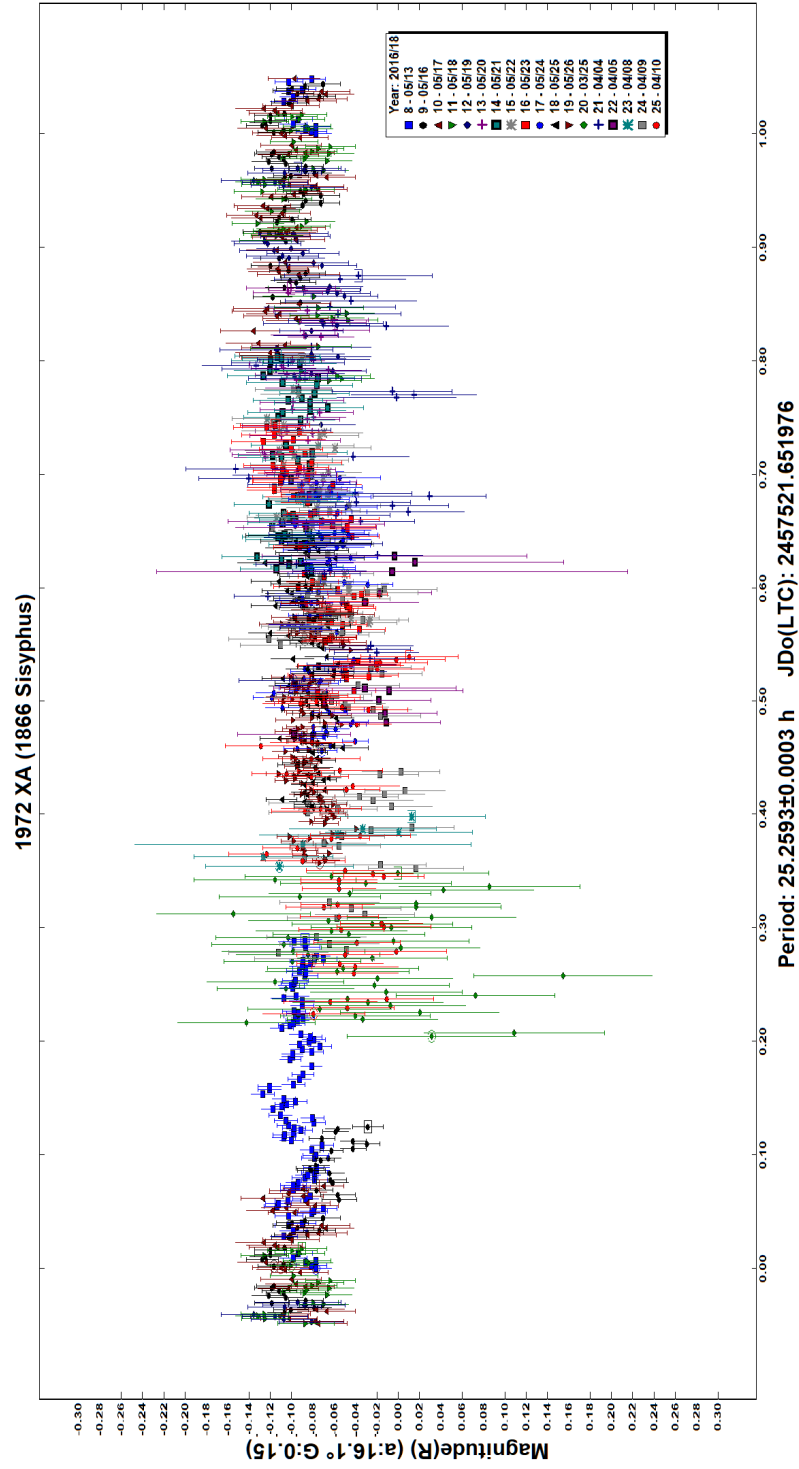


Figura 4.3: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 1972 XA (1866 Sisyphus).

4.1.2. 2000 AS152 (26,471 Tracybecker)

Las curvas de luz obtenidas mediante observaciones con la Cámara Schmidt para este asteroide presentaron comportamientos inusuales, encontrándose caídas en forma de mínimos con respecto a la mayoría de las curvas de luz (curvas 10 en la Figura 4.4 y 14 en la Figura 4.9). Siendo un sistema binario, la naturaleza de estas anomalías tenían una explicación. Sin embargo, se requerían más datos para poder precisar mejor la profundidad de estos eventos respecto a la curva general. Tanto los datos generados como los recuperados de ALCDEF eran de buena calidad, pues los errores generados respecto a la amplitud de la curva no estaban en el mismo rango de valores. Para los datos obtenidos de las imágenes fotométricas generadas con la Cámara Schmidt, así como los de ALCDEF, los errores eran del orden de centésimas de magnitud, mientras que la amplitud de la curva tras el proceso de sustracción era de 0.18 mag para $\alpha = 5.5^\circ$ y, de 0.21 mag para $\alpha = 13.8^\circ$. Esto permitió ajustar mejor las curvas mediante un delta de magnitud. De esta forma, fue más sencillo distinguir donde estaban localizados los eventos mutuos: 0.05, 0.30 y 0.85 de fase para $\alpha = 5.5^\circ$ y, 0.20 y 0.70 de fase para $\alpha = 13.8^\circ$.

Realizando el proceso de sustracción, fue posible recuperar con precisión la curva correspondiente a cada componente. A diferencia de la curva del sistema completo, las de las componentes primarias (Figuras 4.5 y 4.10), muestran una amplitud muy diferente. Sin embargo, el ajuste de Fourier en ambos casos se adecuaba bastante bien con el del sistema completo en $\alpha = 13.8^\circ$, dado que para el otro valor de α , los eventos mutuos difieren de los mínimos de la curva de la componente principal, modificando la forma del ajuste.

Respecto a los periodos de la primaria, se encontró que eran de $P_{r,1} = 2.6871 \pm 0.0001$ h y $P_{r,1} = 2.6869 \pm 0.0001$ h para $\alpha = 5.5^\circ$ y $\alpha = 13.8^\circ$, respectivamente. Estos coinciden de buena manera con el periodo de ALCDEF. Además, se demuestra que en contraste con la curva de todo el sistema para el valor de α más pequeño, los eventos mutuos pueden llegar a modificar de forma considerable el periodo, pues tomando como periodo de rotación el valor de 2.68 h, es 0.28 h menor.

Por su parte, las aportaciones de la componente fueron tan marcadas que se aprecian con detalle en las Figuras 4.6 y 4.11. Estas aportaciones corresponde a observaciones realizadas con la Cámara Schmidt, por lo que se demuestra que es posible detectar con gran calidad estos fenómenos con este instrumento. Los periodos encontrados para la órbita de la secundaria fueron de $P_{o,2} = 39.516 \pm 0.001$ h y $P_{o,2} = 37.5482 \pm 0.0003$ h. Respecto a la profundidad de los eventos, se lograron obtener valores de $m = 0.21$ y $m = 0.18$, lo que dió como resultados valores de D_2/D_1 de 0.42 y 0.39, respectivamente.

Los datos de los eventos eran de tan alta precisión que se intentó buscar el periodo de rotación de esta componente. Para el caso de $\alpha = 5.5^\circ$, se encontraron dos posibles valores, $Pr2 = 22.80 \pm 0.01$ h y $Pr2 = 51.96 \pm 0.01$ h. Dado el comportamiento bimodal de su gráfica de RMS, y que el segundo valor es poco más del doble que el primero, no se podría determinar con esta información cual periodo es el más adecuado. Sin embargo, para el caso de $\alpha = 13.8^\circ$, el periodo de rotación encontrado fue de $Pr2 = 15.715 \pm 0.001$ h. Por lo tanto, un valor en torno a las 20 h sería más adecuado.

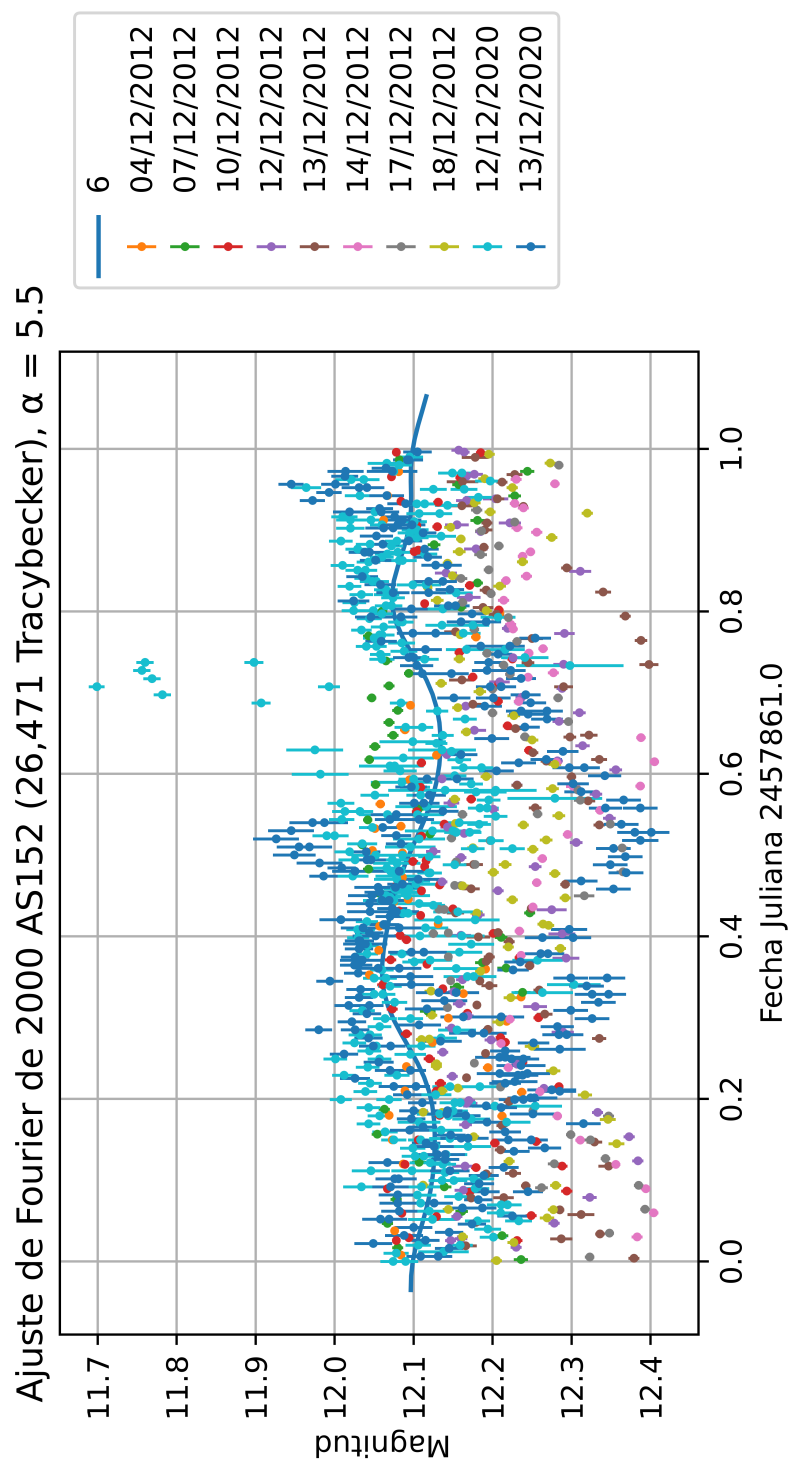


Figura 4.4: Curva del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), $\alpha = 5.5$.

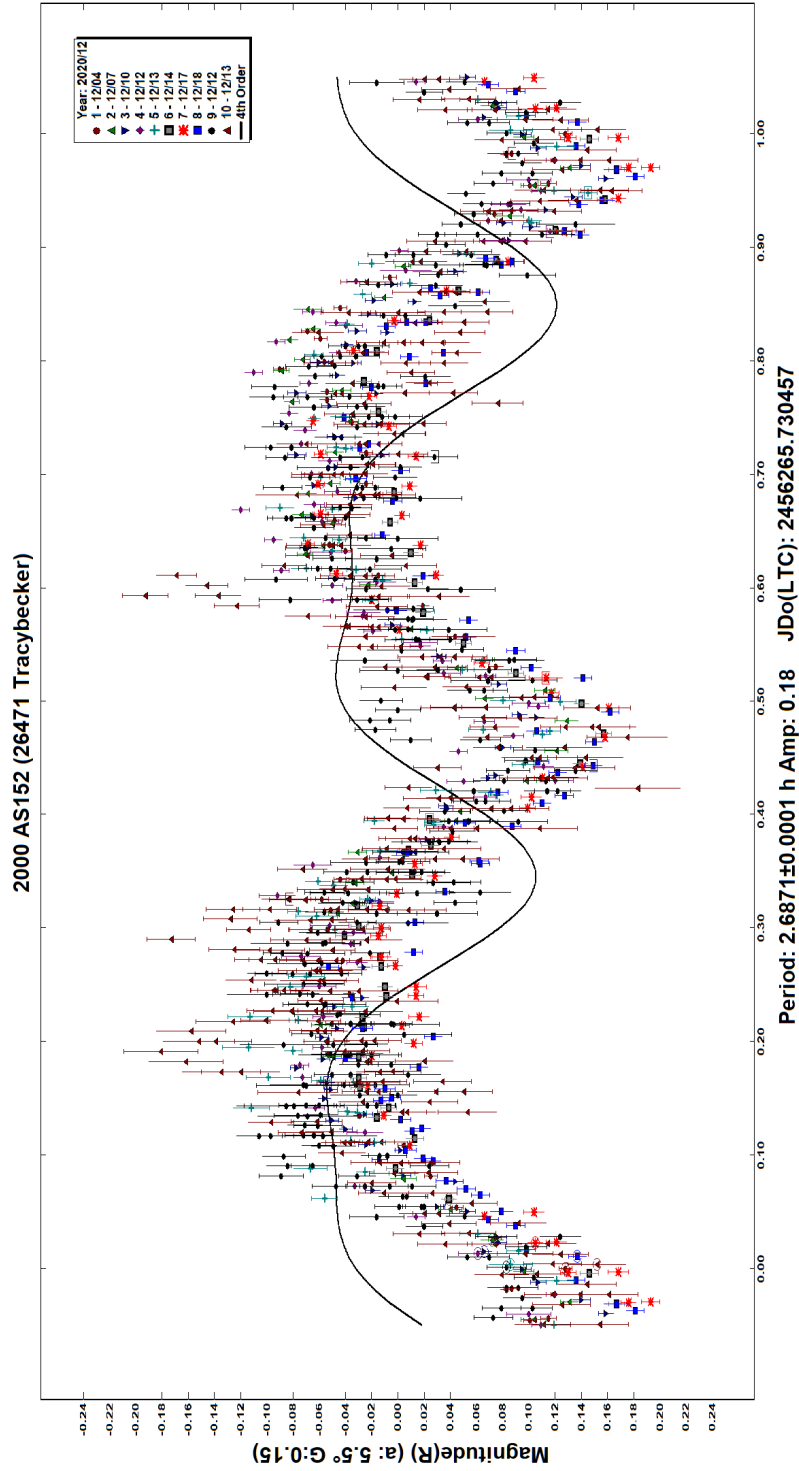


Figura 4.5: Curva de luz de la componente primaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker) con $\alpha = 5.5^\circ$.

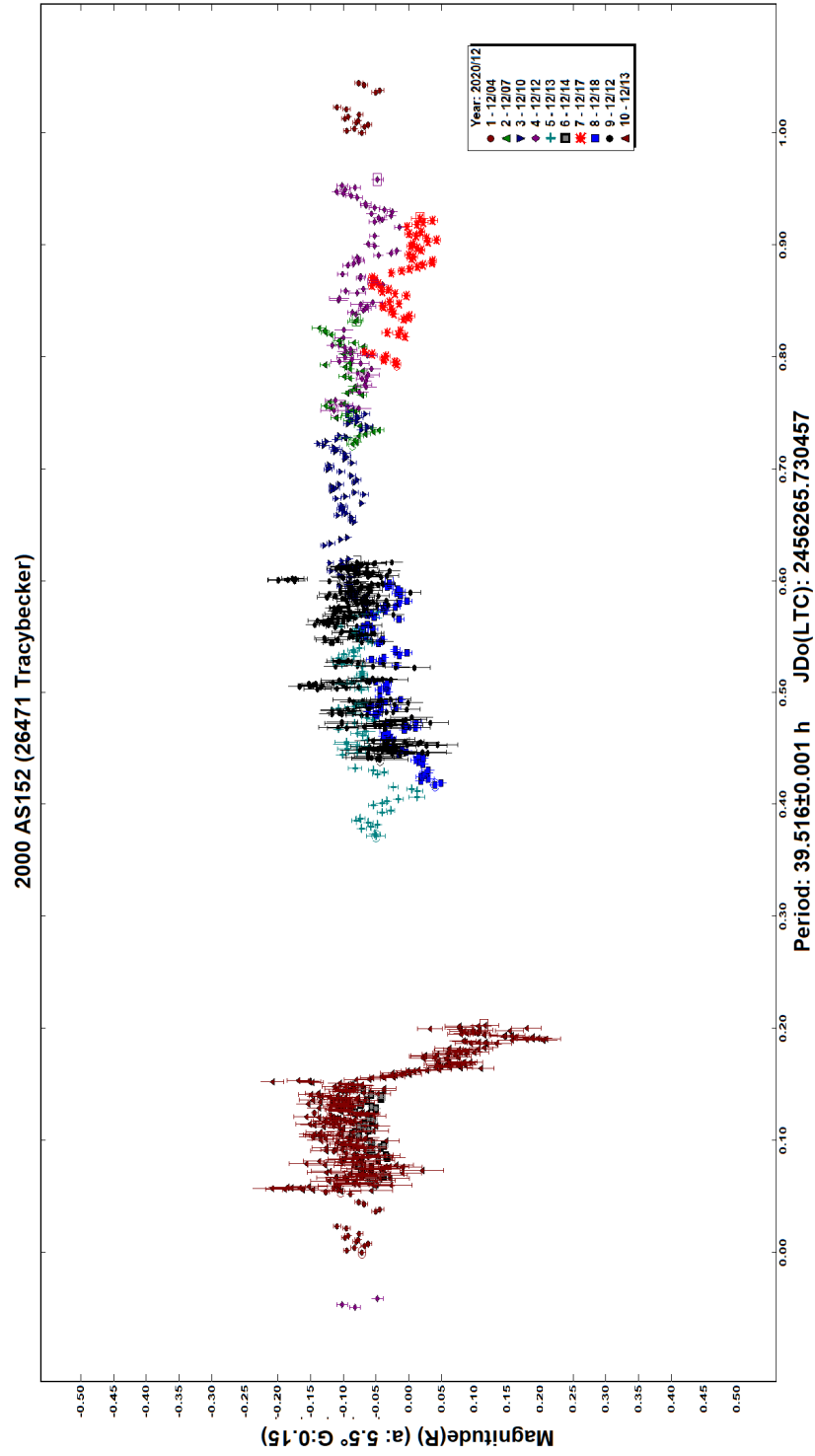


Figura 4.6: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$.

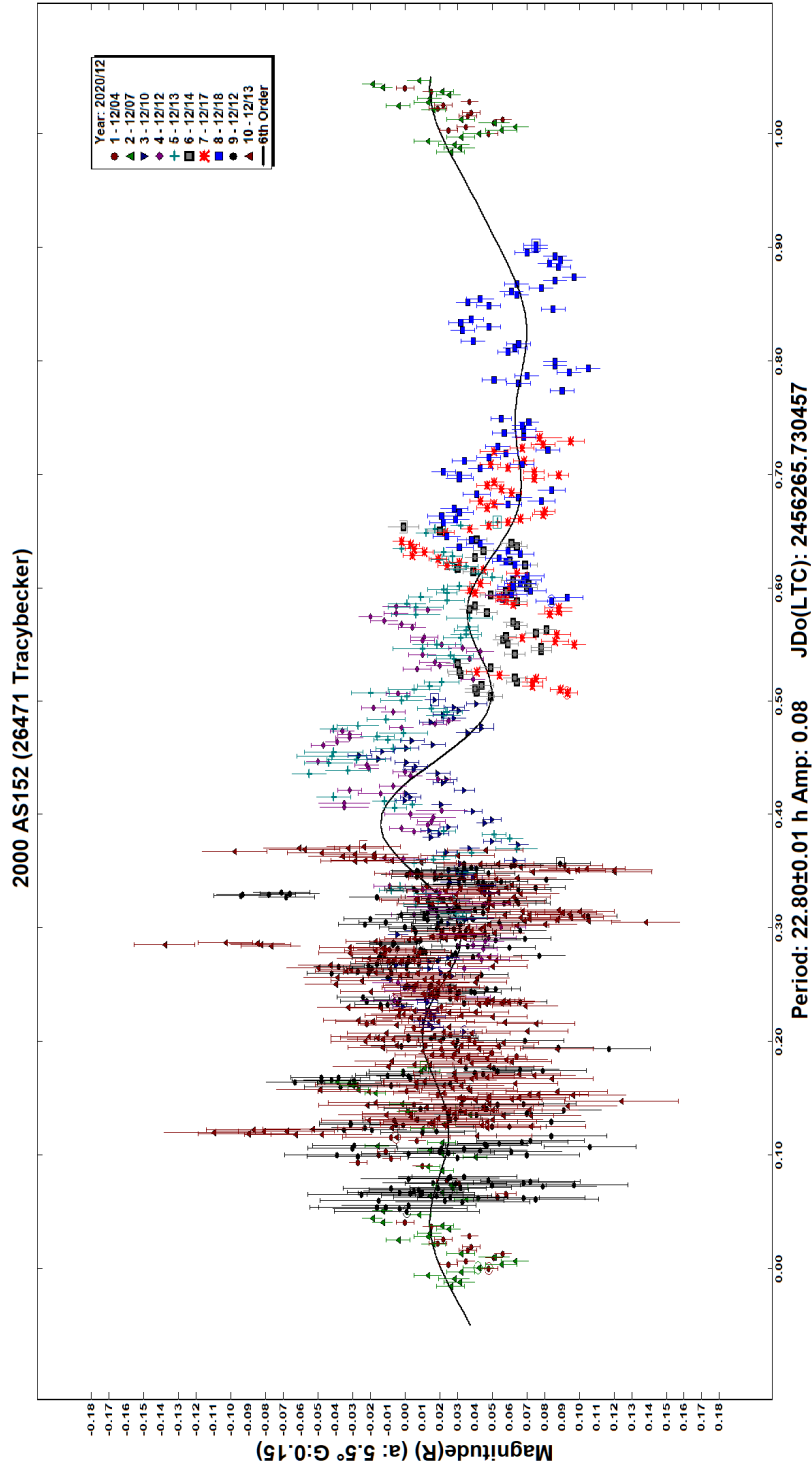


Figura 4.7: Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$ y un periodo de $Pr2 = 22.80 \pm 0.01$ h.

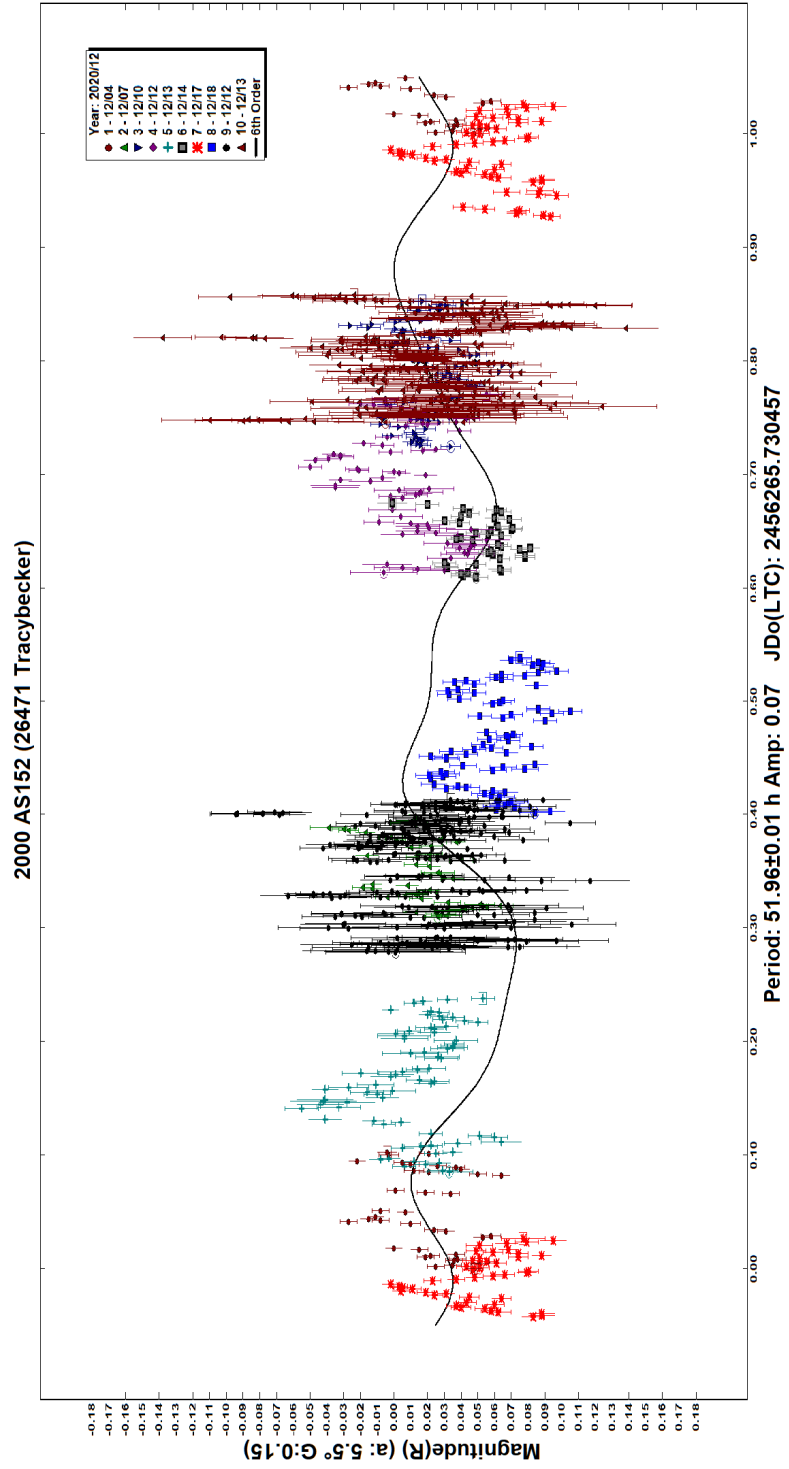


Figura 4.8: Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$ y un periodo de $Pr2 = 51.96 \pm 0.01h$.

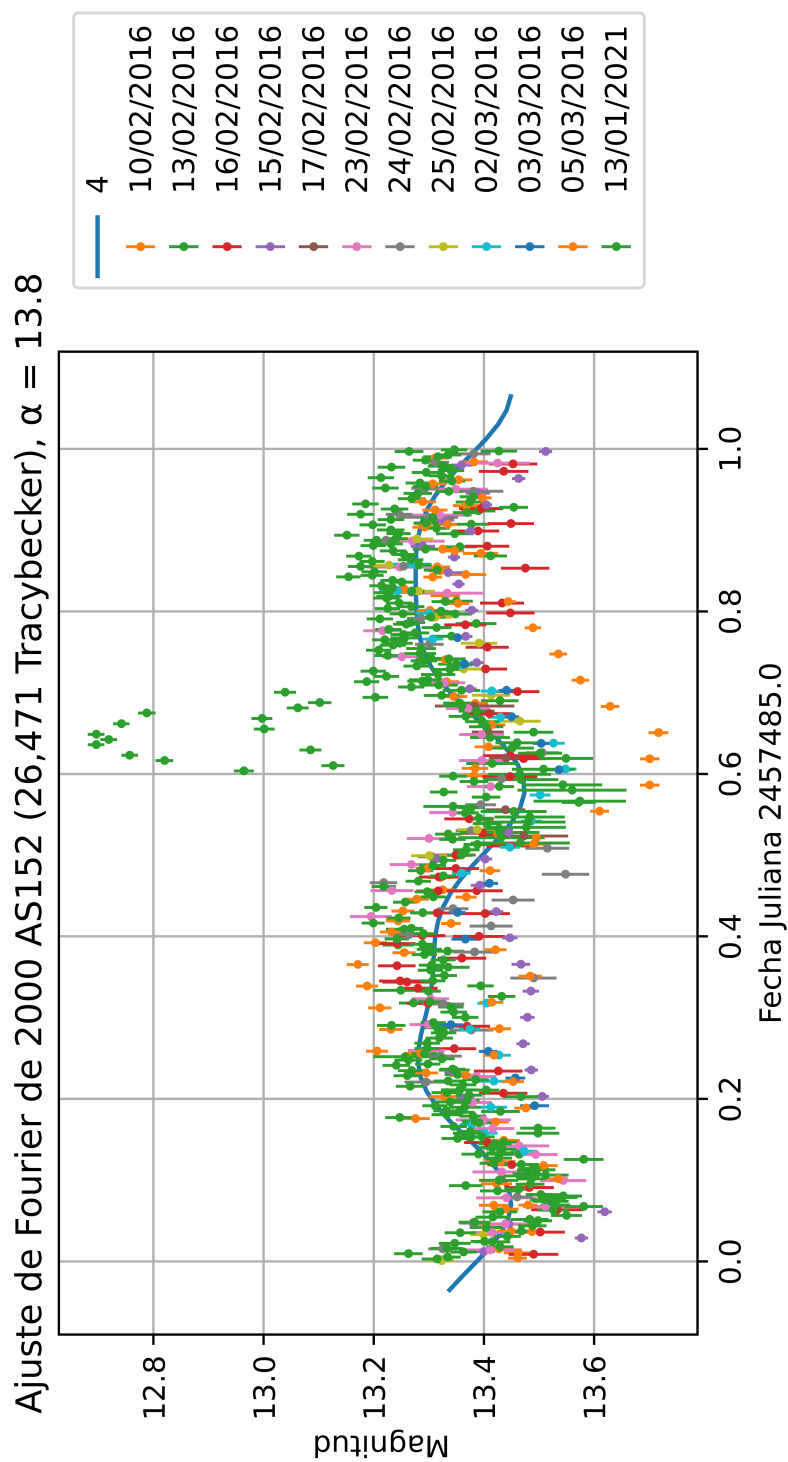


Figura 4.9: Curva del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), $\alpha = 13.8$.

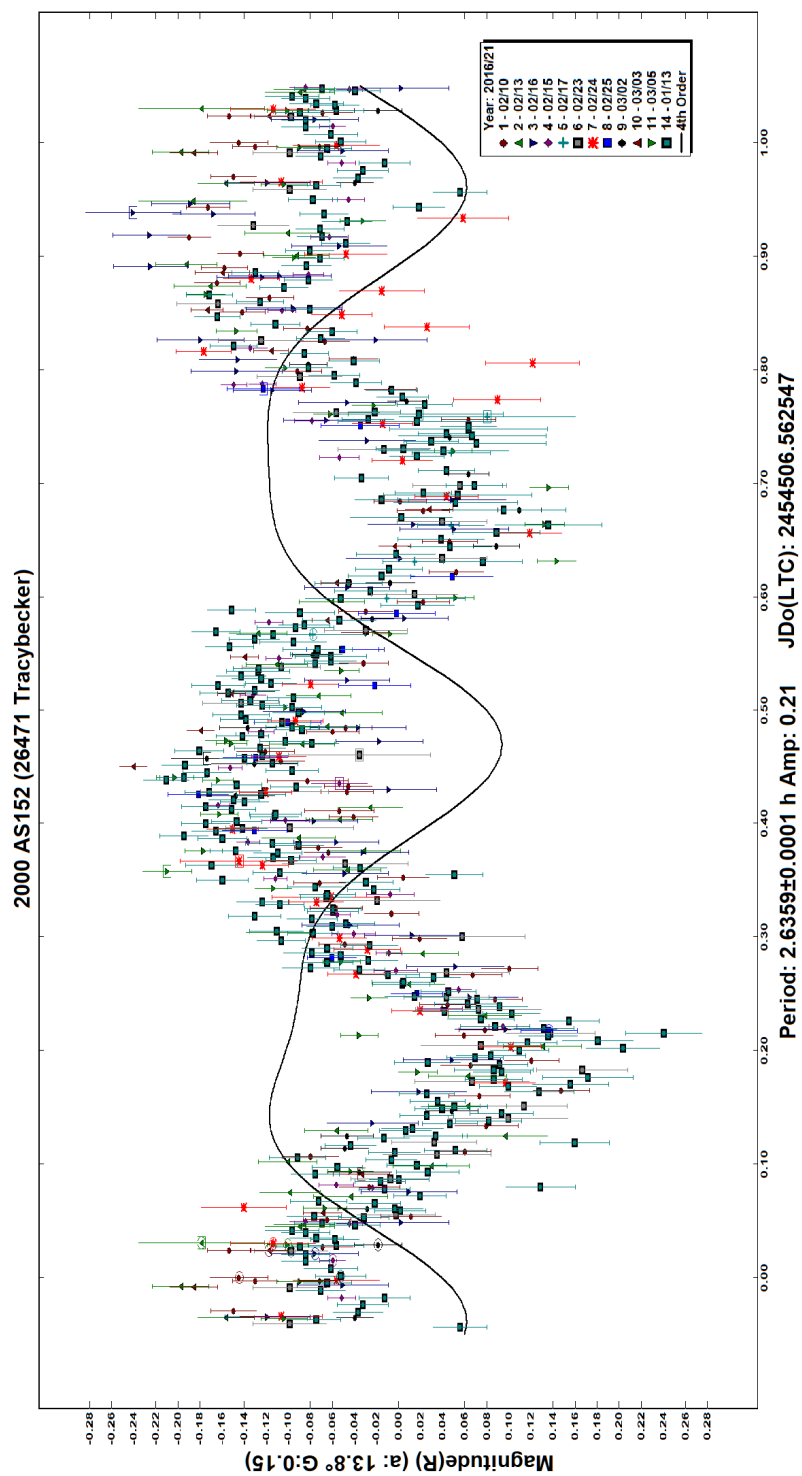


Figura 4.10: Curva de luz de la componente primaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker) con $\alpha = 13.8^\circ$.

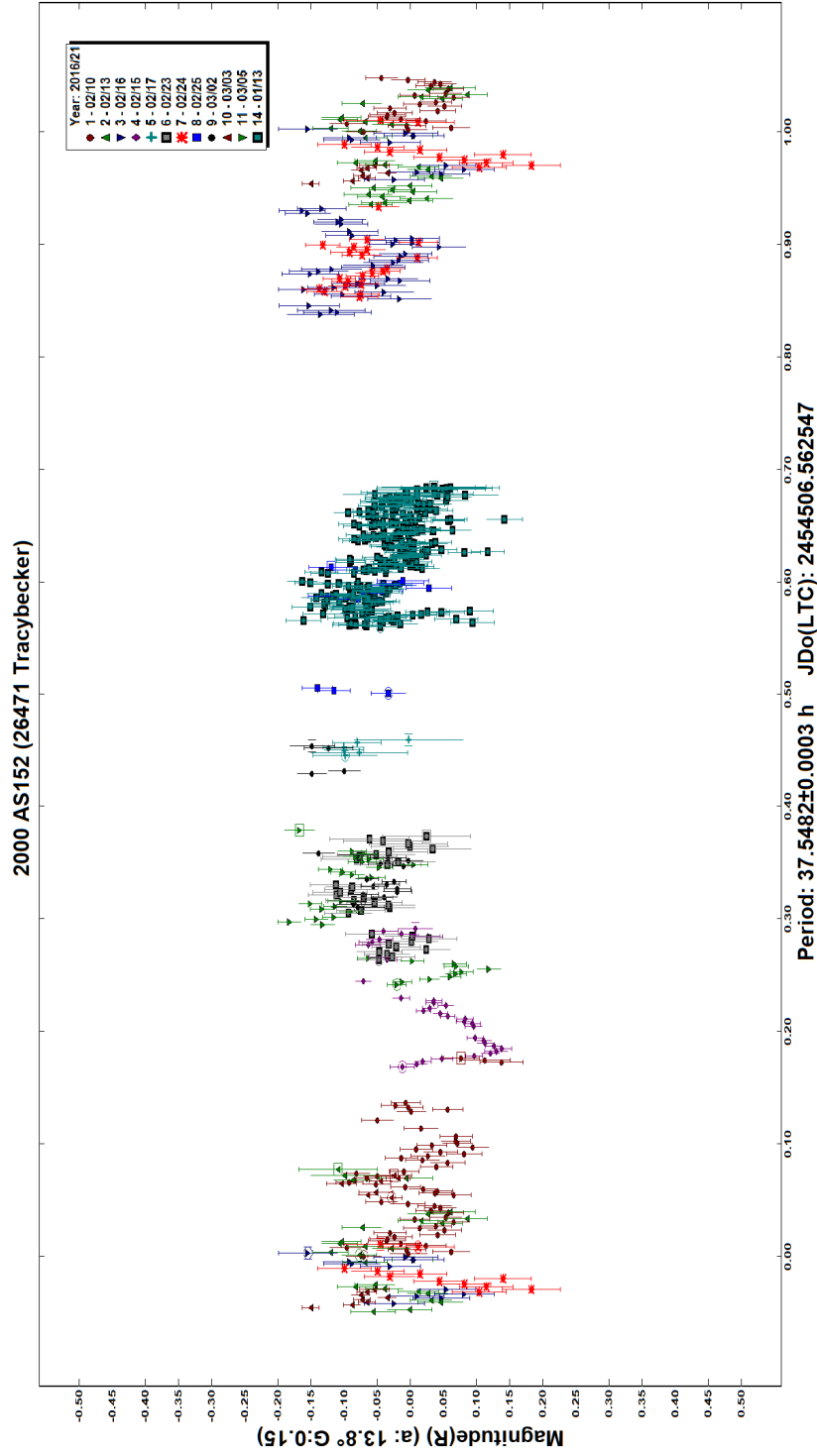


Figura 4.11: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 13.8^\circ$.

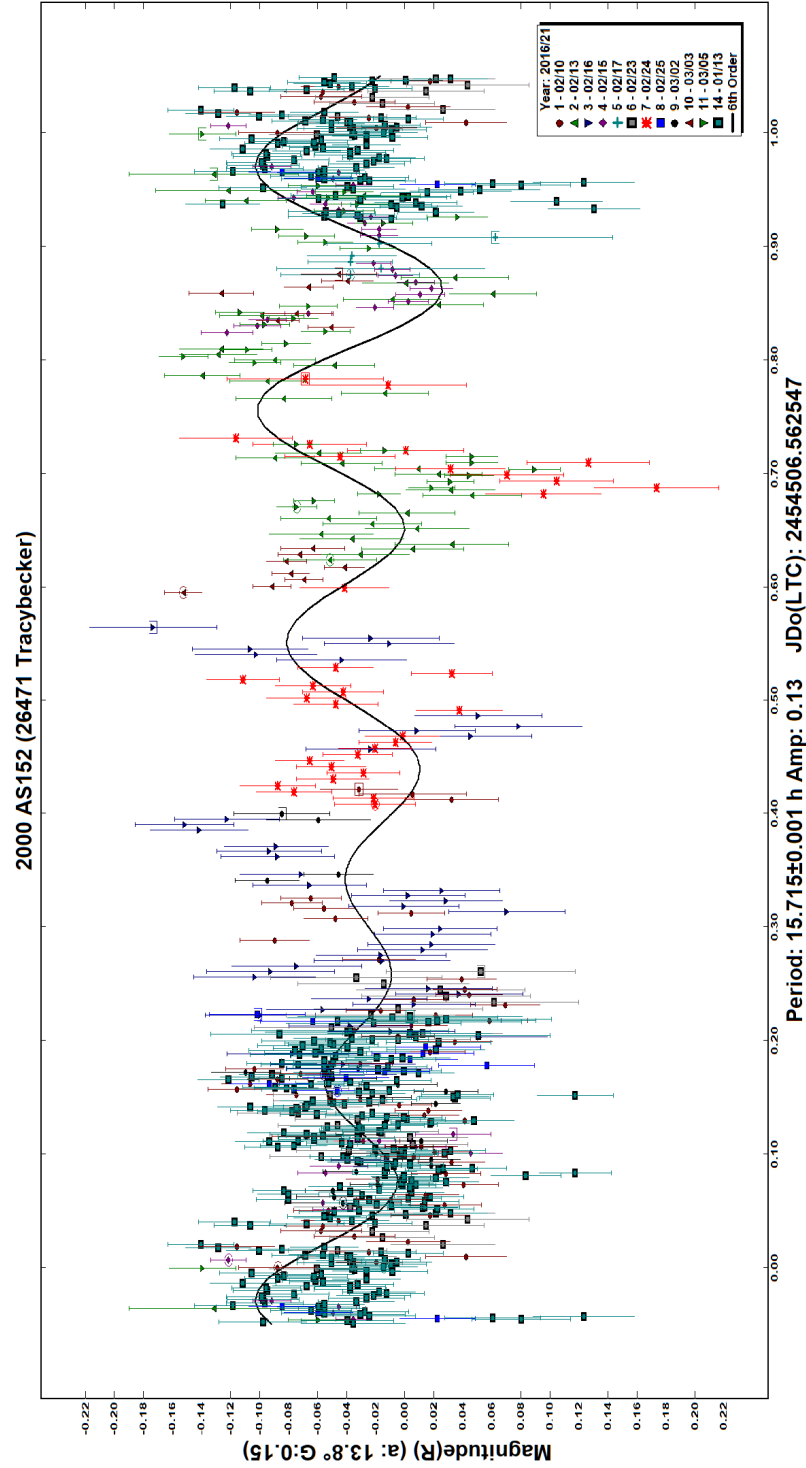


Figura 4.12: Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2000 AS152 (26,471 Tracybecker), con $\alpha = 13.8^\circ$ y un periodo de $Pr2 = 15.715 \pm 0.001h$.

4.1.3. A917 SE (3034 Climenhaga)

En este caso, los eventos mutuos originados por el paso de la componente secundaria en la línea de visión también fueron detectados en las curvas de luz originadas a partir de datos observacionales de la Cámara Schmidt. En las curvas 22 de la Figura 4.13, 9 de 4.14 y 10 de 4.18 se aprecian bastante bien las caídas de magnitud. Pero, en el primer caso esta caída puede deberse a otros factores y, dado que no se encontraron curvas en ALCDEF tal que se pudieran combinar con ésta y contrastar así la profundidad de alguna caída debida a un evento mutuo, no se puede ir mucho más allá que el calcular el periodo de rotación de la componente primaria.

Para el caso $\alpha = 26.8^\circ$ donde los eventos son más profundos, se puede apreciar como la forma del ajuste de Fourier difiere del resto de los casos, $\alpha = 3.0^\circ$ y $\alpha = 13.0^\circ$, por lo que una vez más se demuestra como estos ocultamientos y/o eclipses pueden cambiar la forma del ajuste y, por consiguiente, el periodo. Aunque, en estos casos ese cambio no es muy grande, siendo solo de milésimas de hora respecto a los otros casos.

Al realizar la sustracción, sin embargo, la forma en los ajustes se vuelve un poco más homogénea para los valores 13.0° y 26.8° de α . Observando las Figuras 4.13, 4.15 y 4.19, se puede apreciar como la forma son dos máximos que a su vez presentan diferentes variaciones en las crestas que contienen. Estos máximos se podrían describir justamente como la segunda aproximación de una serie de Fourier de una función escalonada. Para los casos $\alpha = 13.0^\circ$ y $\alpha = 26.8^\circ$, los periodos encontrados fueron los mismos, $P_{r,1} = 2.73763 \pm 0.00001$ h, que comparado con el valor 2.737485 h recuperado de ALCDEF, prácticamente no hay diferencia. Las amplitudes, por su parte, no variaron en menos de 0.13 mag y más allá de 0.17 mag.

En el caso de la componente secundaria, se puede notar como los eventos mutuos son realmente notables, lo que permitió un cálculo confiable del periodo de órbita de la componente secundaria. Para el caso de $\alpha = 13.0^\circ$, $P_{o,2} = 20.310 \pm 0.001$ h, y para el caso de $\alpha = 26.8^\circ$, se encontró que $P_{o,2} = 21.6940 \pm 0.0001$ h. Teniendo una diferencia de aproximadamente una hora, y con errores tan pequeños, es interesante ver como los valores encontrados difieren del valor de $P_{o,2} = 18.954 \pm 0.001$ h recuperada de ALCDEF. Sin embargo, la combinación de curvas de luz de esta base de datos junto con los obtenidos de las observaciones hechas con la Cámara Schmidt justifican el hecho de que son más confiables los periodos obtenidos en este trabajo, pues justamente son los datos propios los que presentan los eventos mutuos más significativos. Para la profundidad de los eventos, se encontraron valores de 0.11 y 0.14, obteniendo así valores de 0.31 y 0.35 para D_2/D_1 .

Justamente, el hecho de que para $\alpha = 13.0^\circ$ se presente un tránsito completo en nuestra línea de visión (0.70 de fase de la Figura 4.16) marcó la pauta para realizar la búsqueda del periodo de rotación de la componente secundaria, obteniendo un valor de $Pr2 = 7.8986 \pm 0.0001$ h.

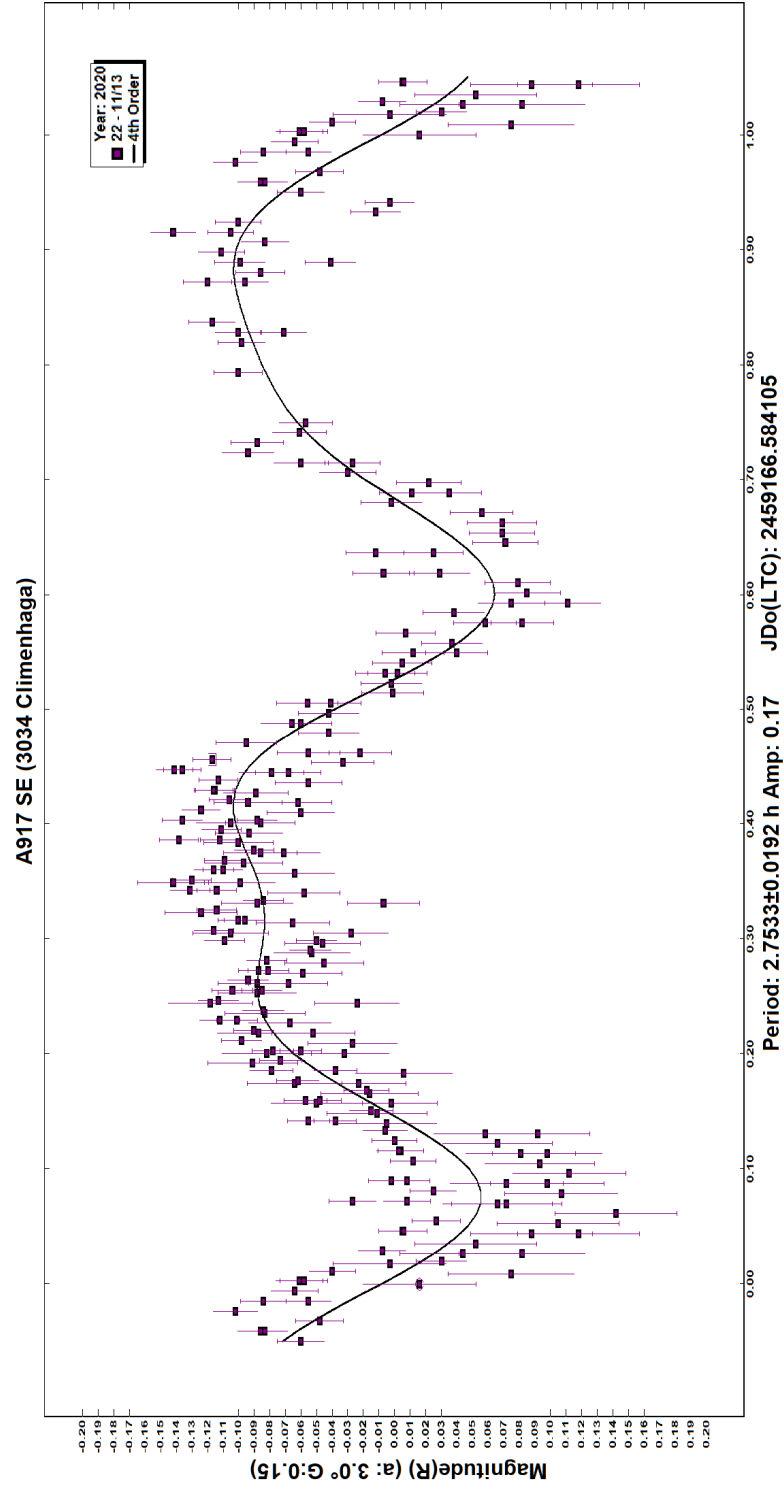


Figura 4.13: Curva del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), $\alpha = 3.0$.

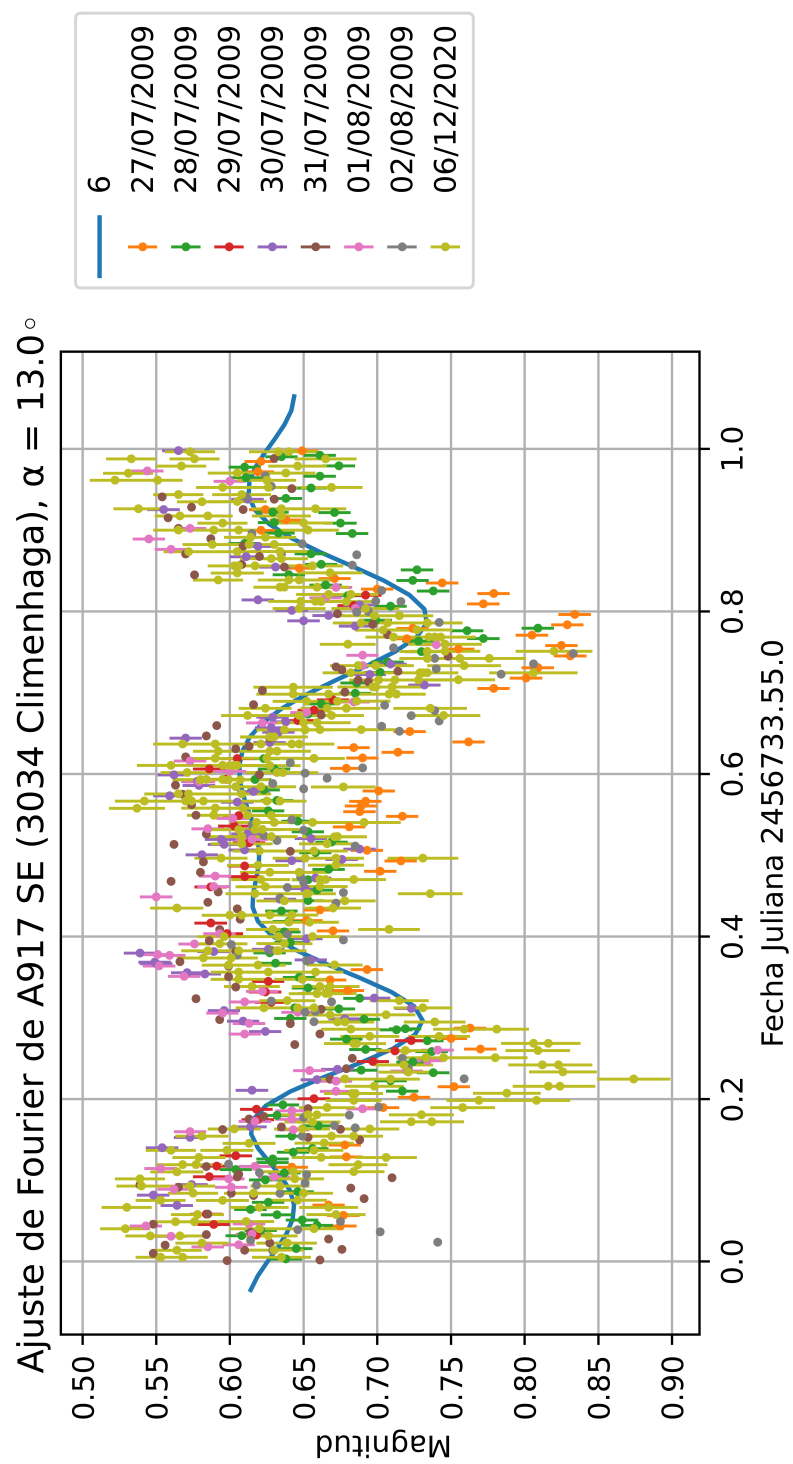


Figura 4.14: Curva del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), $\alpha = 13.0$.

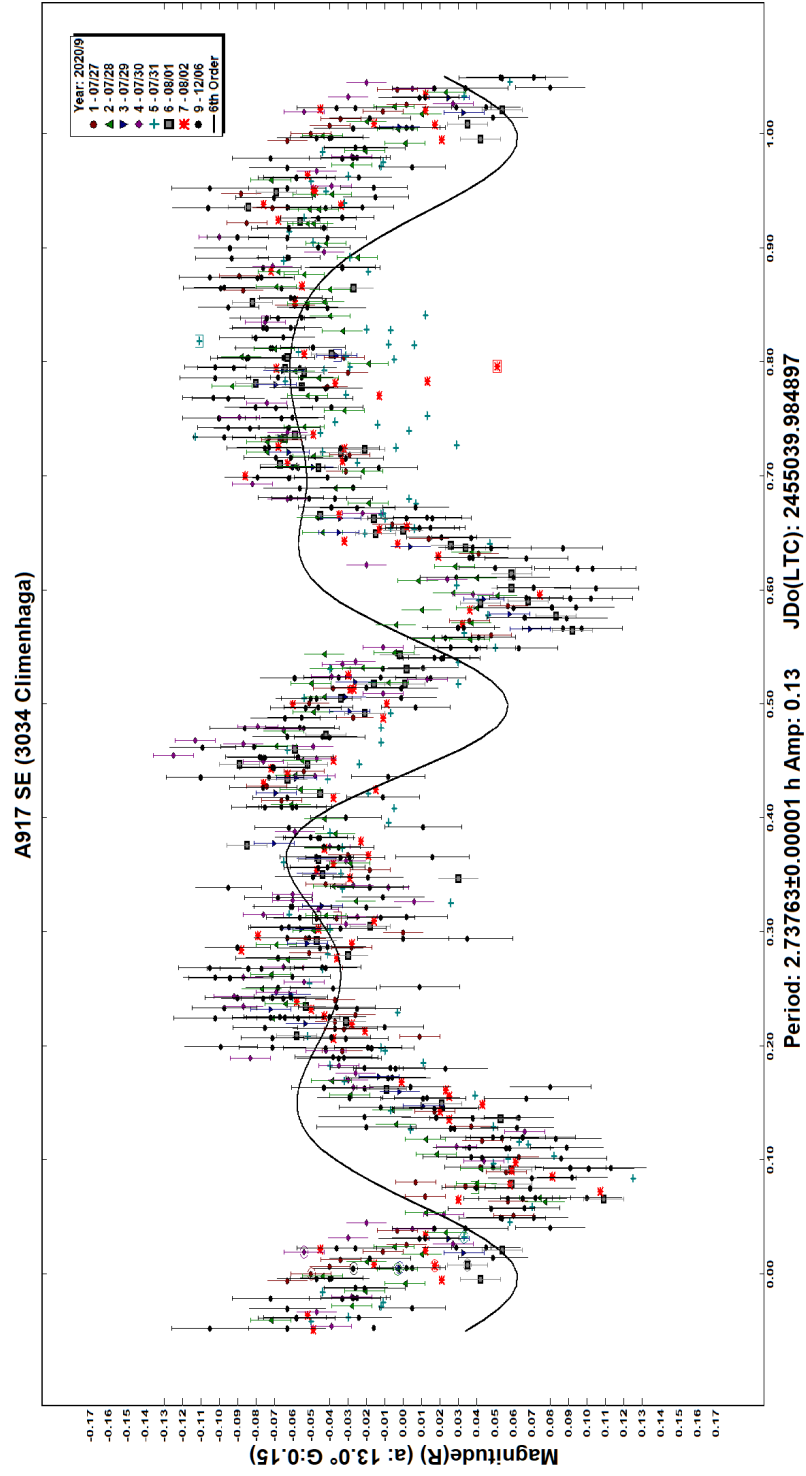


Figura 4.15: Curva de luz de la componente primaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga) con $\alpha = 13.0^\circ$.

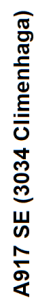


Figura 4.16: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 13.0^\circ$.

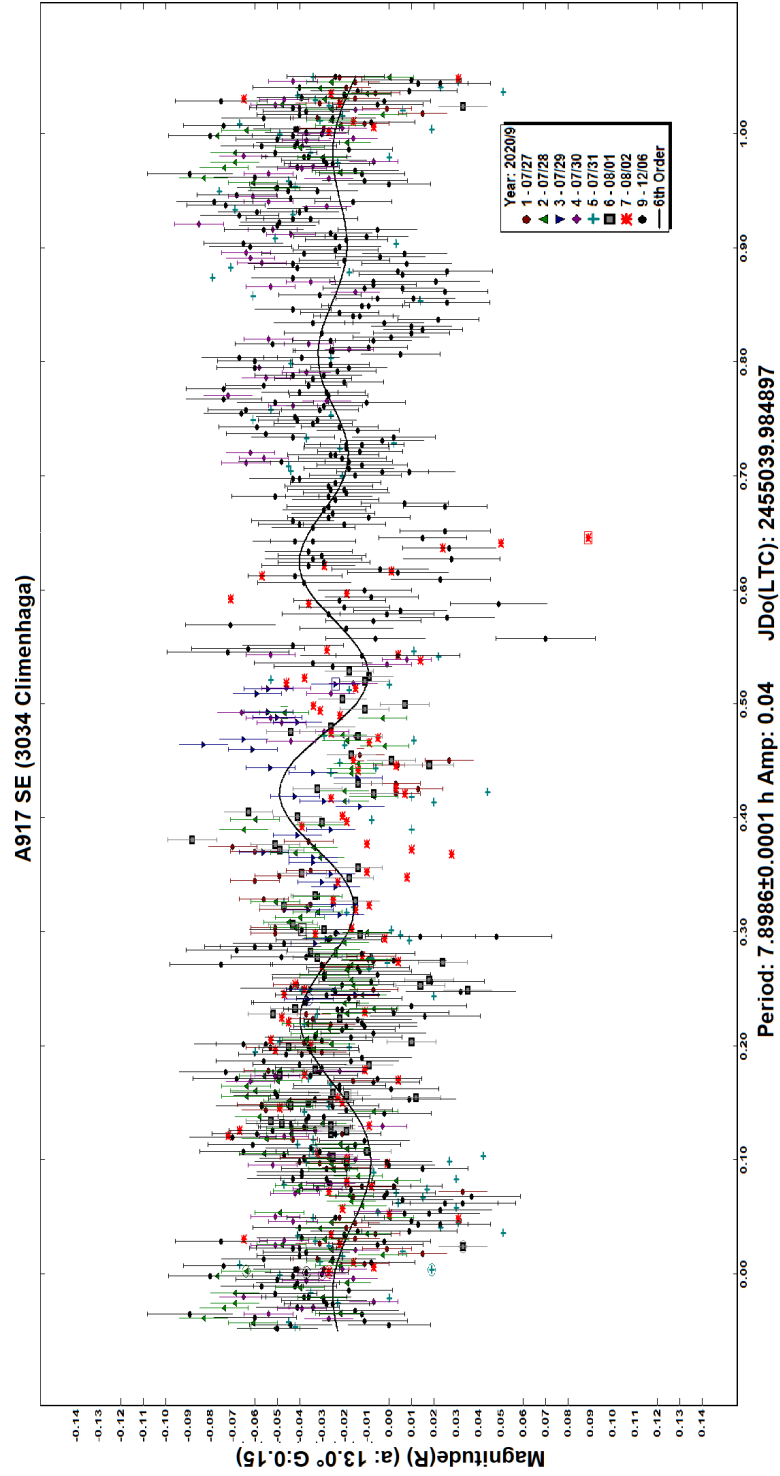


Figura 4.17: Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 13.0^\circ$.

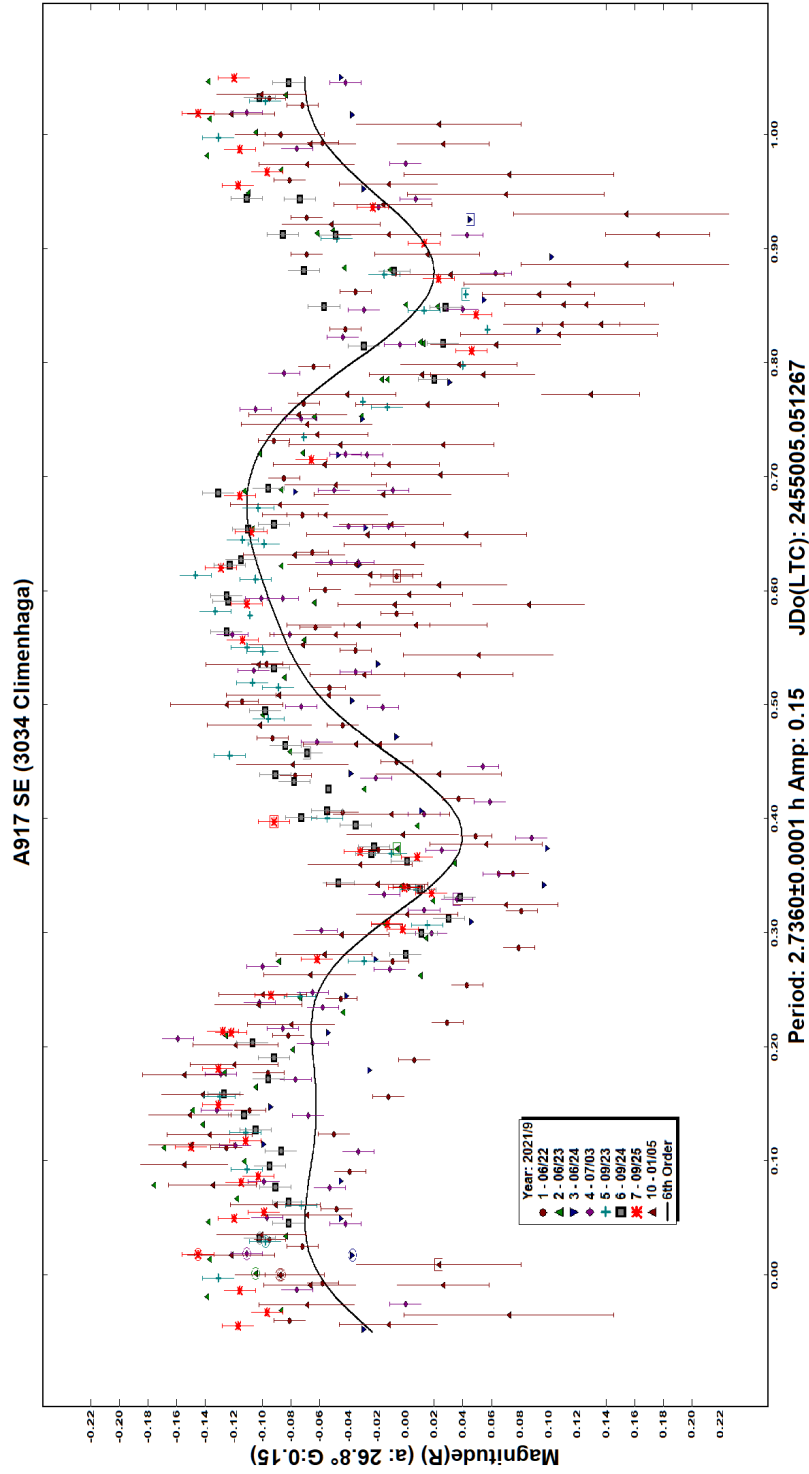


Figura 4.18: Curva del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), $\alpha = 26.8$.

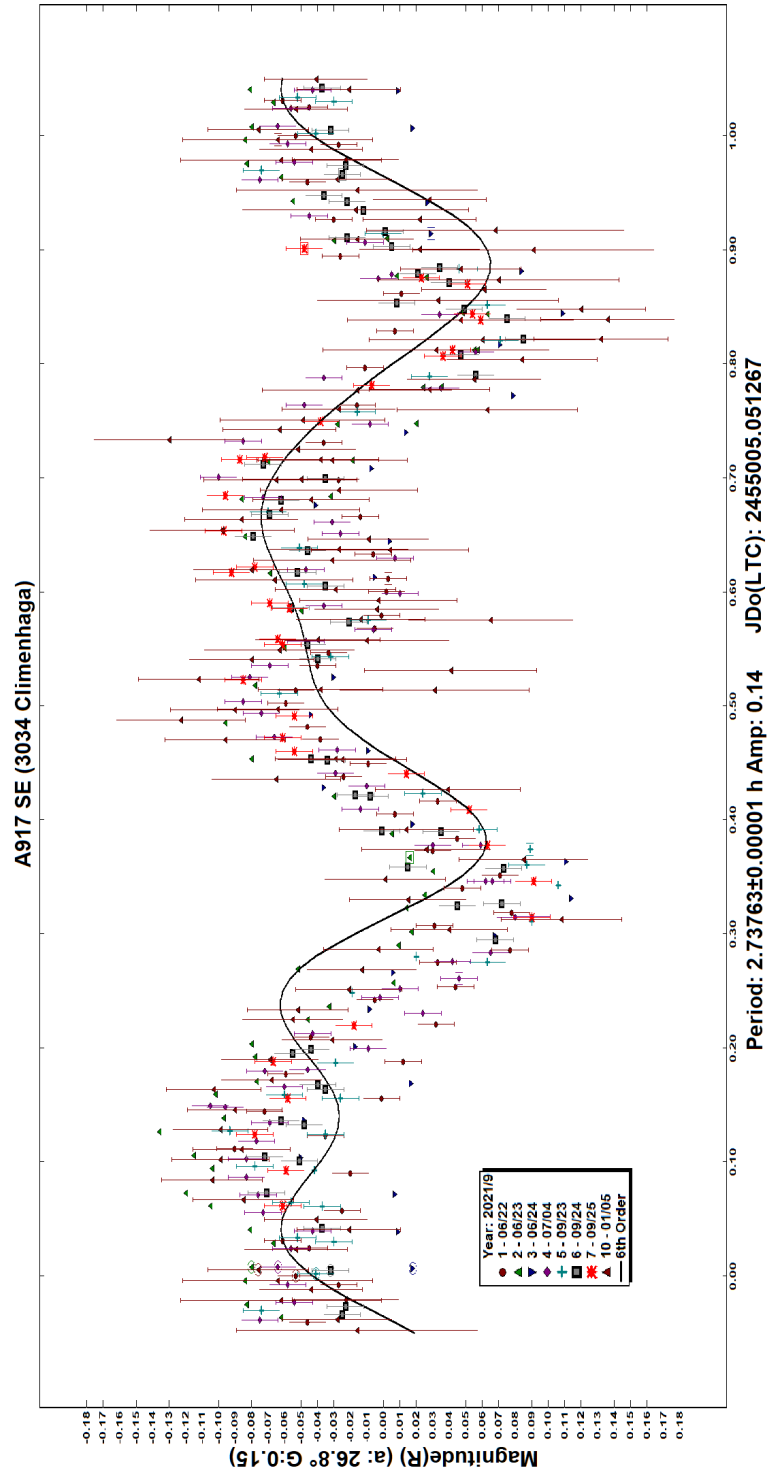


Figura 4.19: Curva de luz de la componente primaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga) con $\alpha = 26.8^\circ$.

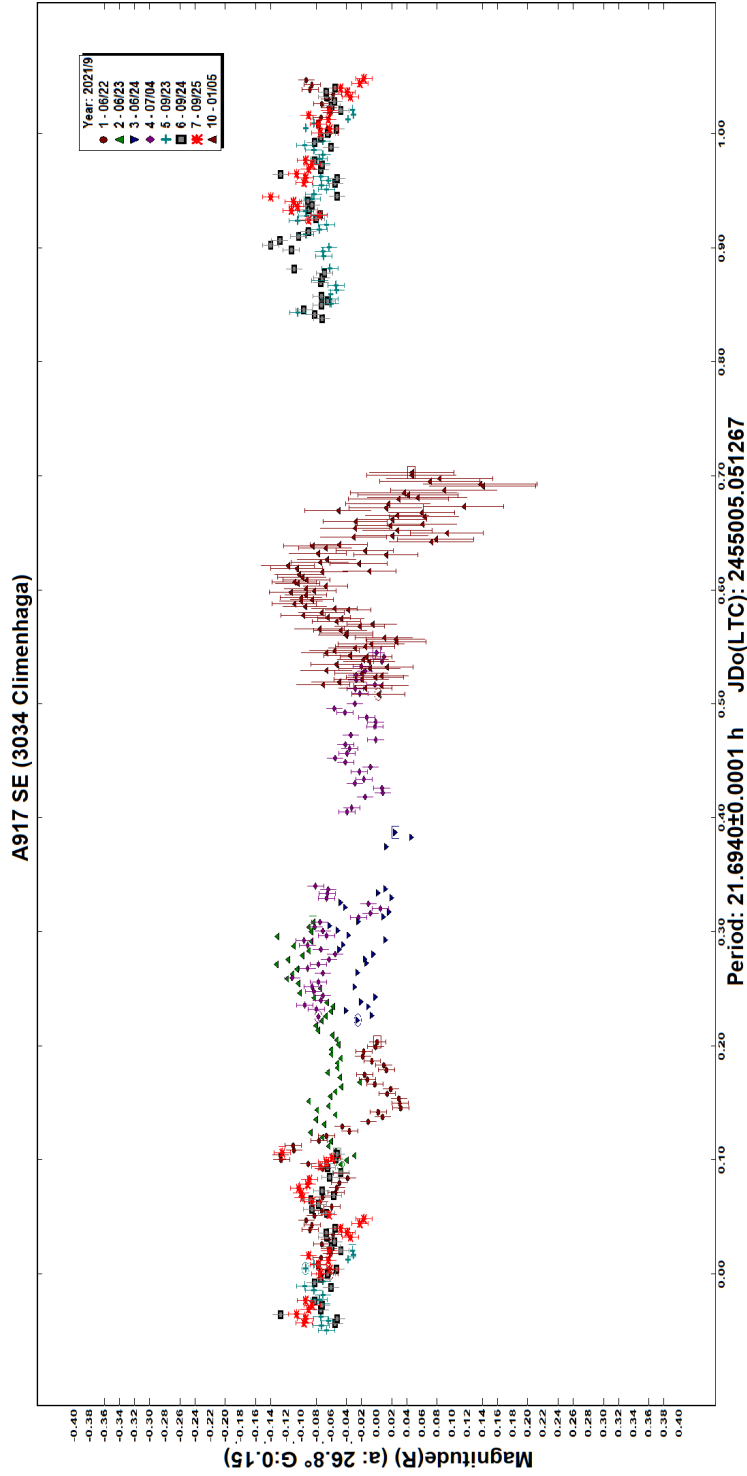


Figura 4.20: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 26.8^\circ$.

4.1.4. 2008 BT18 (450,894)

Siendo uno de los candidatos a binarios, no existía una referencia para buscar el periodo de órbita de la componente secundaria. Además, los errores de los puntos en las curvas de luz estaban en el mismo rango que la amplitud de la curva del sistema general (Figura 4.21). Esto aumentó las dificultades para encontrar los eventos a simple vista, si es que los había. Sin embargo, aplicando el método de sustracción, fue posible encontrar eventos mutuos. Se puede observar en la Figura 4.23 que hay caídas en la magnitud en torno a 0.60, 0.80 1.00 en fase.

Aunque se refinó el periodo para la componente primaria, la diferencia de su valor encontrado respecto al encontrado con la curva general del sistema no muestra diferencias notables, pues fueron de $P_{r,1} = 2.62334 \pm 0.00001$ h y $P_{r,1} = 2.6248 \pm 0.0001$ h, respectivamente. Esto muestra que la curva pertenece casi en su totalidad a esta componente.

Sin embargo, el algoritmo con que el que trabaja el software fue capaz de discernir los eventos mutuos de la curva en su totalidad. De esta forma, fue posible encontrar que la secundaria tenía un periodo de órbita igual a $P_{o,2} = 10.094 \pm 0.001$ h. En comparación con otros sistemas, este valor es pequeño, dado que en otros casos se encontraron valores en torno a las 30 horas. Sin embargo, revisando las características físicas de éste sistema, podemos ver que su tamaño es menor que los demás, pues ronda los 600 m, en lugar de algunos kilómetros. Por ello, el periodo de rotación es más pequeño. El valor de m encontrado en base a la profundidad de los eventos fue 0.16, obteniendo así $D_2/D_1 = 0.37$.

A pesar de la poca cantidad y calidad de los eventos mutuos, se intentó realizar la búsqueda del periodo de rotación de la componente secundaria, encontrando que era de $Pr2 = 1.10 \pm 0.01$ h con una amplitud de 0.04 mag. De acuerdo con [IAU, 2008], la menor componente tiene un tamaño mayor a 200 m, por lo que este valor de rotación es posible para asteroides de este tamaño.

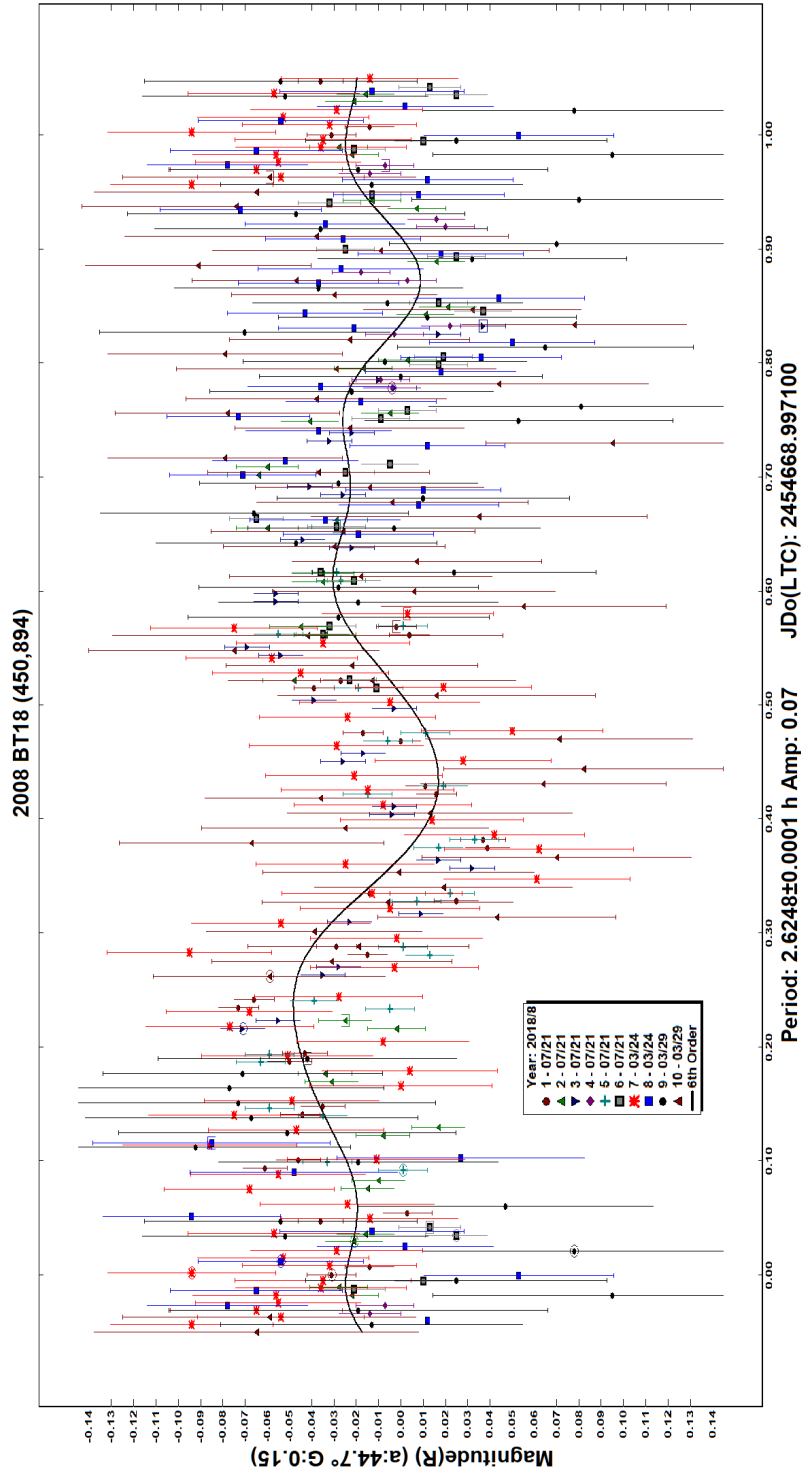


Figura 4.21: Curva del sistema 2008 BT18 (450,894), $\alpha = 44.7$.

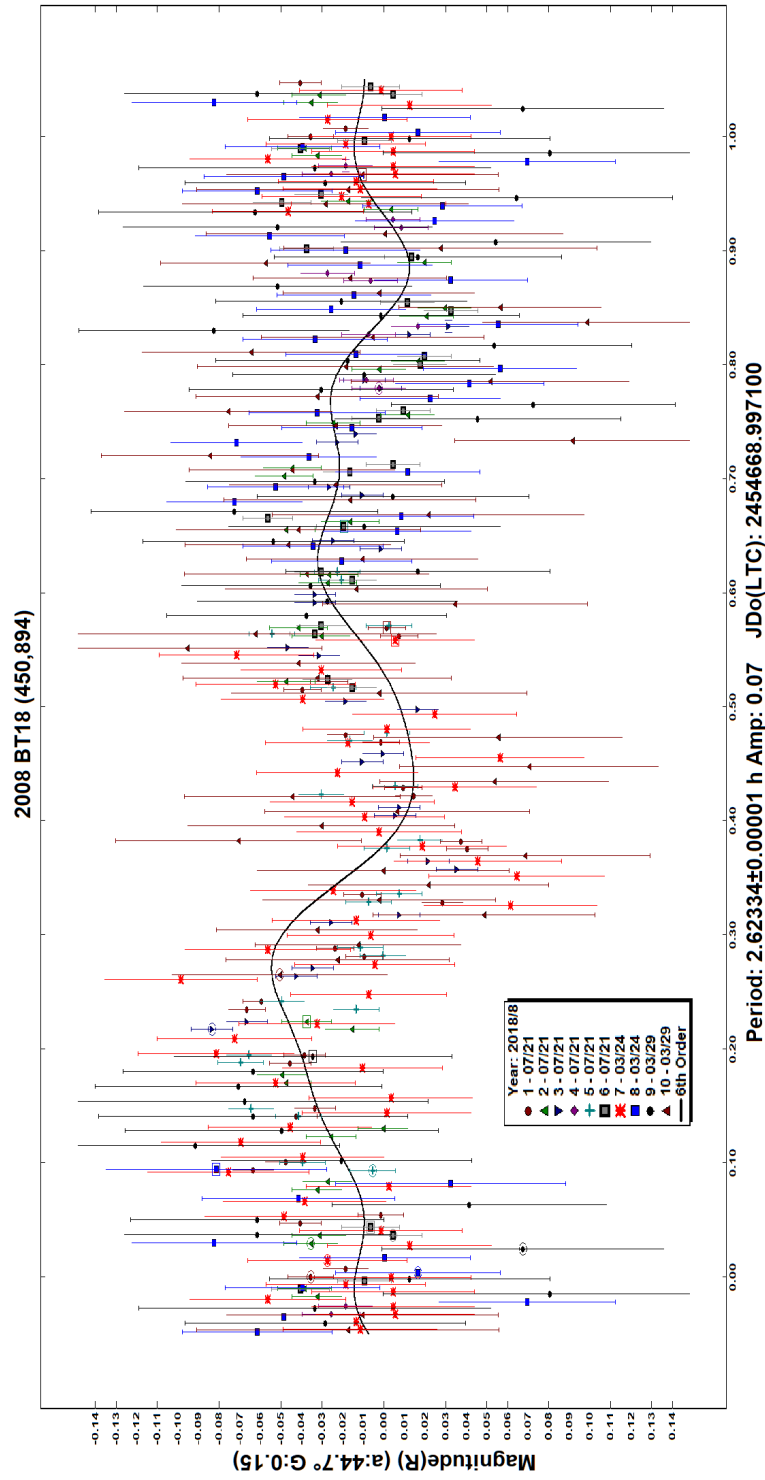


Figura 4.22: Curva de luz de la componente primaria del sistema 2008 BT18 (450,894) con $\alpha = 44.7^\circ$.

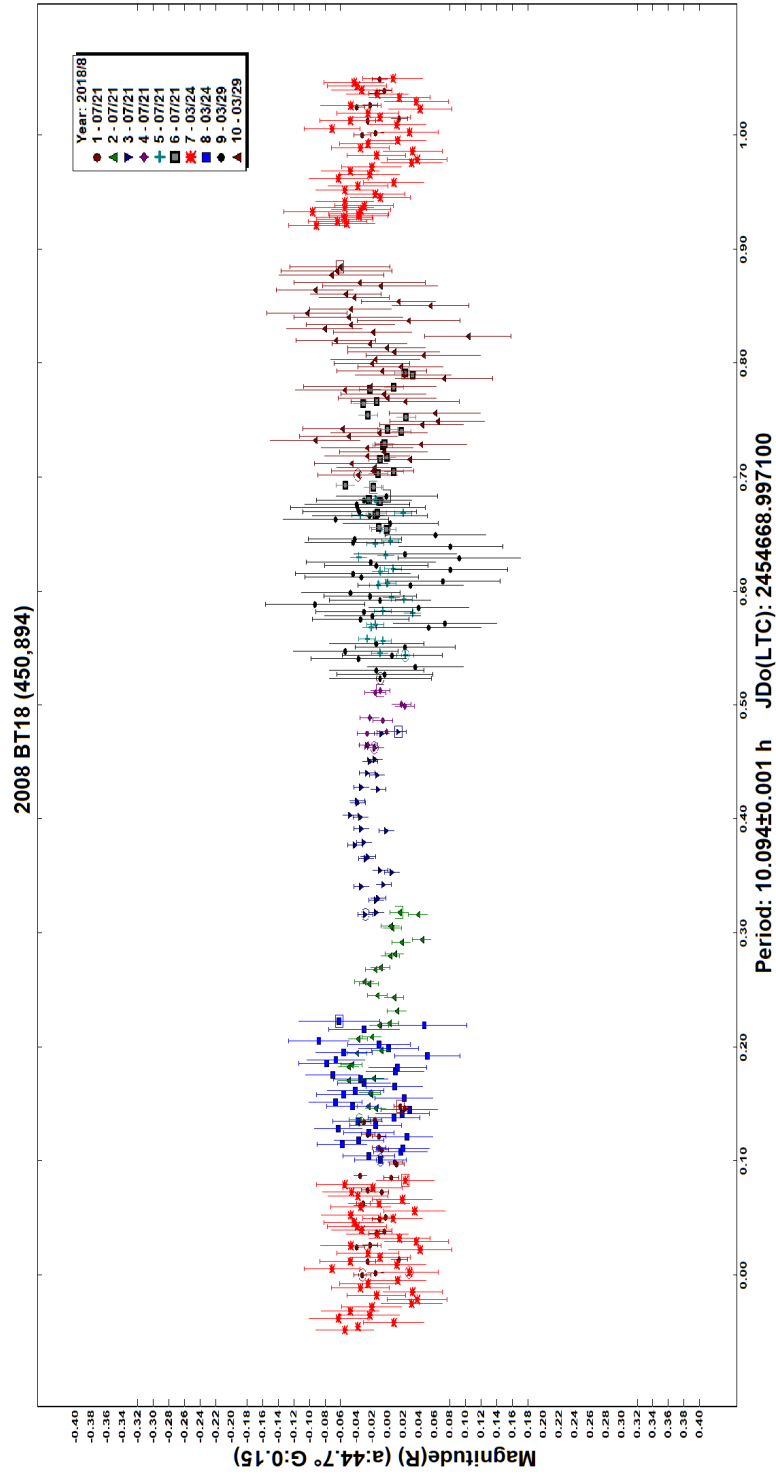


Figura 4.23: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2008 BT18 (450,894), con $\alpha = 44.7^\circ$.

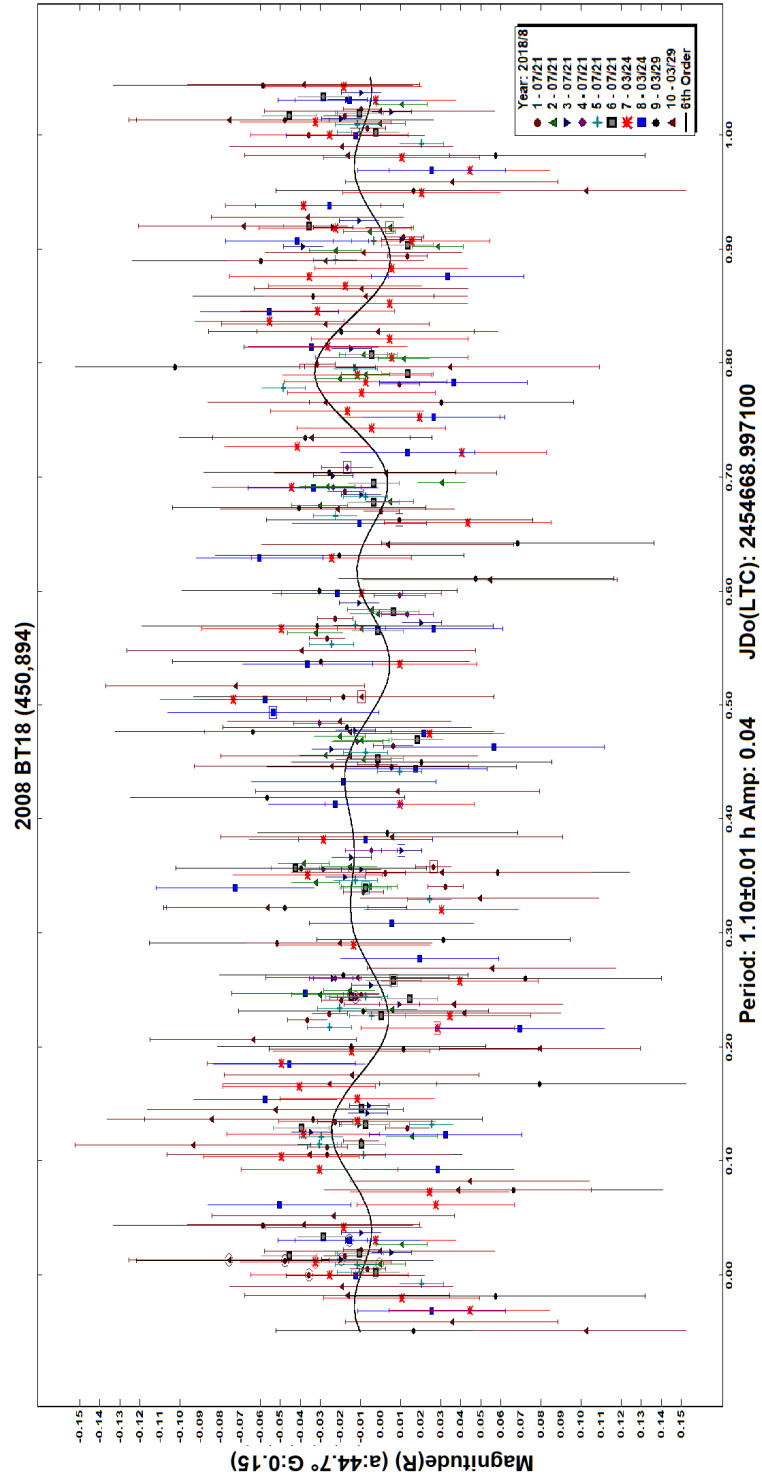


Figura 4.24: Curva de luz correspondiente a la rotación de la componente secundaria del sistema 2008 BT18 (450,894), con $\alpha = 44.7^\circ$.

4.1.5. 2001 CP44 (25,916)

En la Figura 4.25 se presenta la curva de luz del sistema 2001 CP44, la cuál tuvo dificultades al momento de ser obtenida, dado que su brillo era casi comparable con el nivel de cuentas del cielo. Este hecho, al igual que lo ocurrido en otros sistemas, aumentó el error para cada punto de las curvas. Sin embargo, dado que su amplitud superaba el rango de estos errores en un orden de magnitud, esto no significó un problema mayor. Por otra parte, la identificación de los eventos mutuos no fue sencilla, dado que no se muestran caídas abruptas en la magnitud.

Siendo el sistema con menor sospecha de ser un sistema binario, se procedió con cautela al momento de realizar la búsqueda de información respecto a los periodos de la componente secundaria. Usando únicamente datos de la Cámara Schmidt, se realizó primero la resolución del periodo de rotación de la componente primaria, de la forma más precisa posible con el objetivo justamente de obtener el mejor ajuste posible para permitir que el software identificara de mejor manera los posible eventos mutuos. De esta forma, se encontró que $P_{r,1} = 4.588582 \pm 0.000001$ h, que en comparación con la curva del sistema, Figura 4.25, no se encontraron cambios.

Es hasta el momento de realizar el proceso de sustracción que fue posible identificar con mejor precisión la existencia de eventos mutuos. Tal como se observa en la Figura 4.27, se pueden identificar hasta cuatro eventos mutuos bastante profundos, en torno a 0.45, 0.65, 0.80 y 0.95 de fase. Esto arrojó como resultado un periodo de órbita para la componente secundaria de $P_{o,2} = 14.7130 \pm 0.0125$ h. Y, aunque se pueden distinguir eventos correspondientes a tránsitos completos, la falta de información para contrastar este último valor sugiere no intentar la búsqueda del periodo de rotación de esta componente. Además, se obtuvo un valor de $m = 0.13$, dando así un valor de 0.34 para D_2/D_1 .

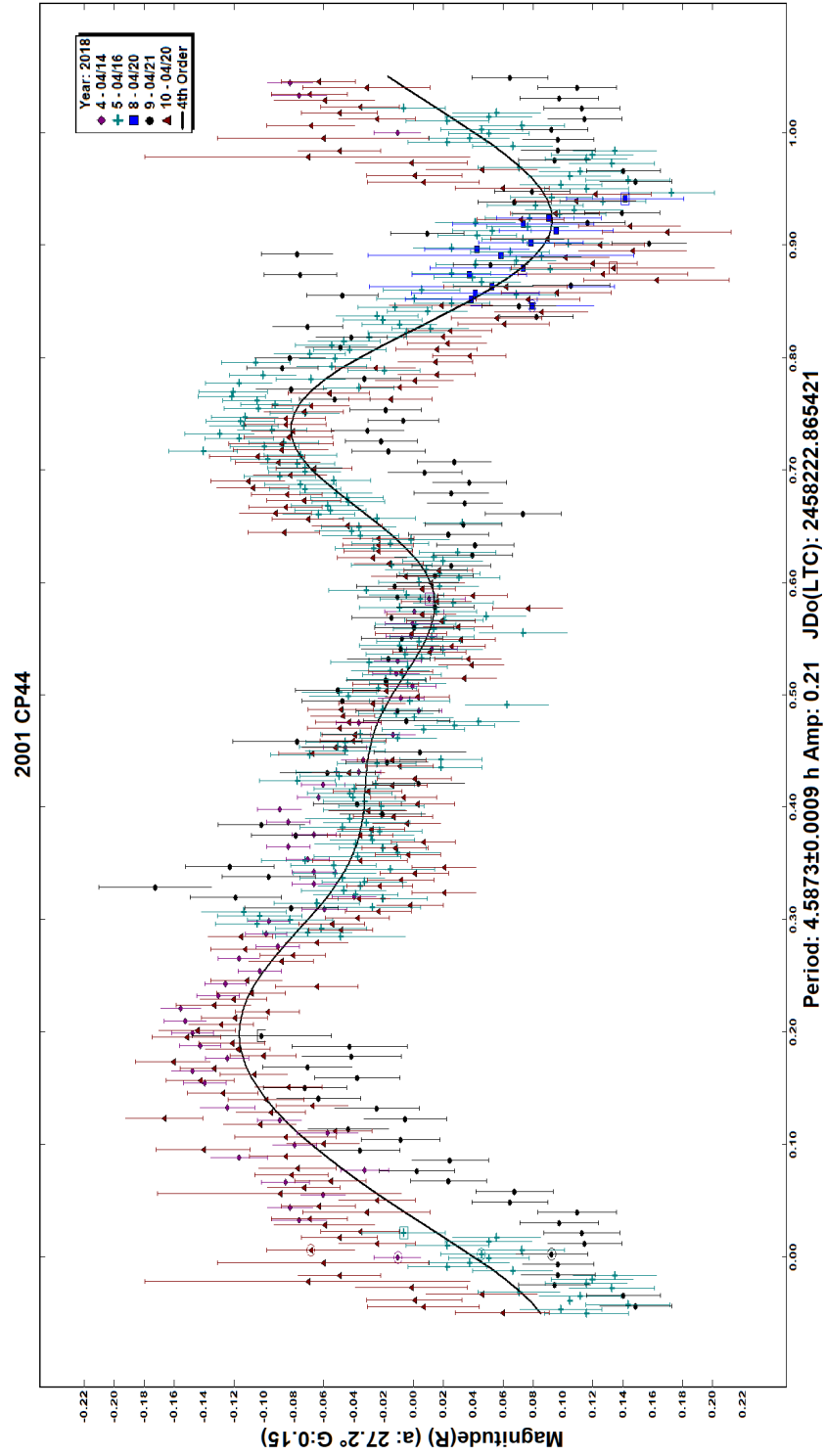


Figura 4.25: Curva del sistema 2001 CP44 (25,916), $\alpha = 27.2$.

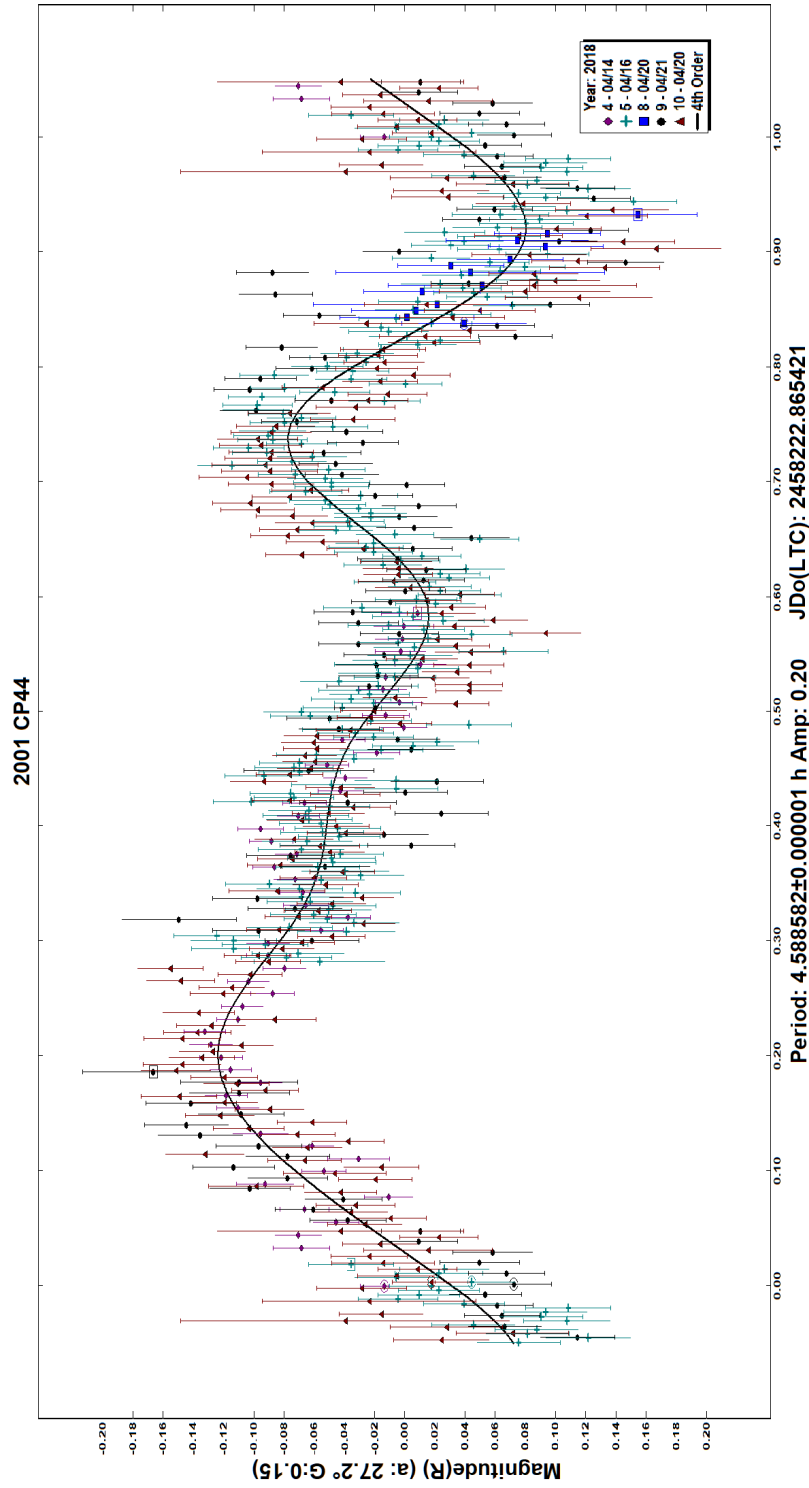


Figura 4.26: Curva de luz de la componente primaria del sistema 2001 CP44 (25,916) con $\alpha = 27.2^\circ$.

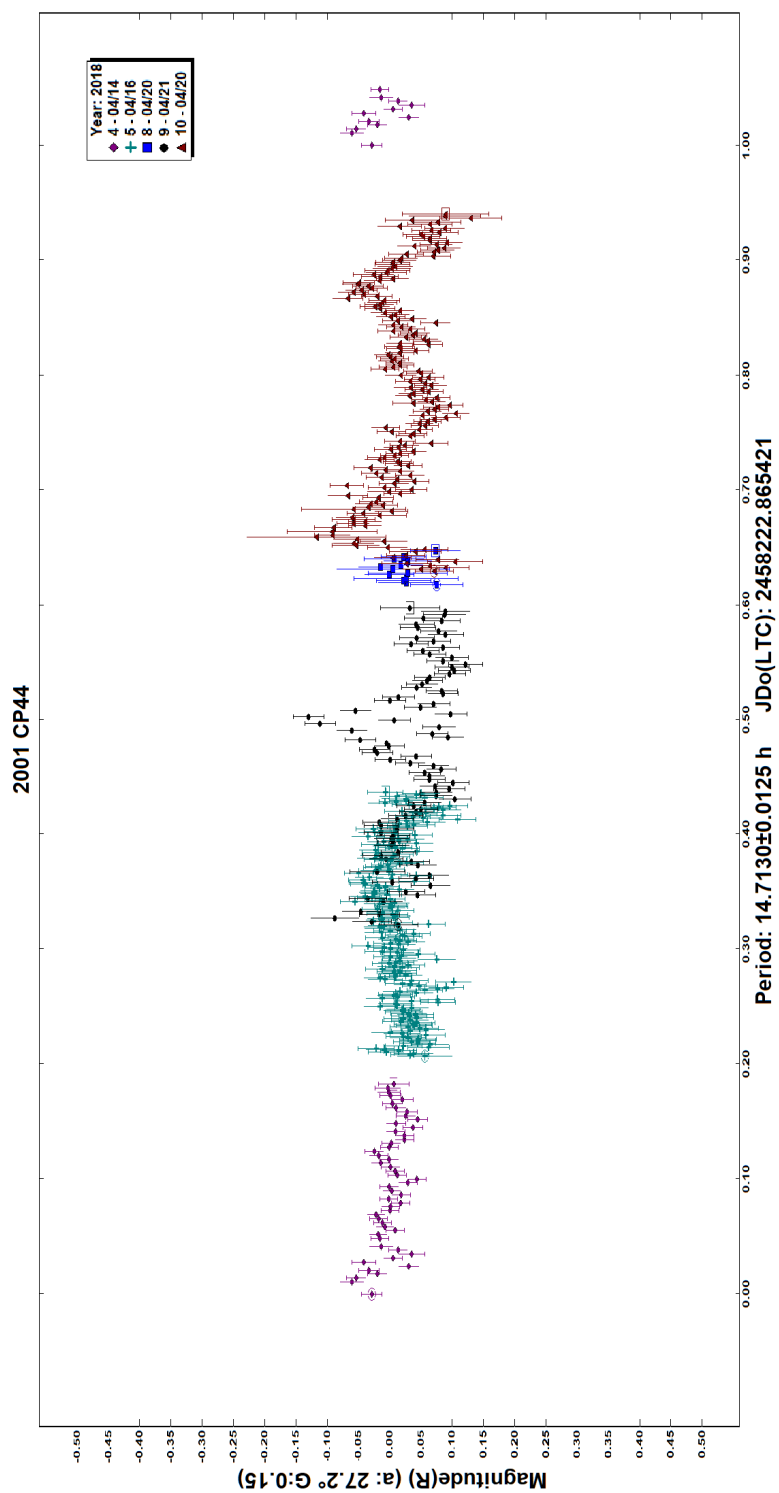


Figura 4.27: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 2001 CP44 (25,916), con $\alpha = 27.2^\circ$.

4.1.6. 1971 QS1 (1857 Parchomenko)

El caso de este asteroide es interesante, pues se tienen registradas observaciones donde se han presentado posibles eventos mutuos. Usando estas observaciones, en conjunto con las realizadas con la Cámara Schmidt, se realizó la búsqueda del periodo de órbita de la componente secundaria. Dividiendo las curvas en dos conjuntos, uno para $\alpha = 4.1^\circ$ y otro para $\alpha = 11.2^\circ$, se encontró que no solamente los datos recuperados de ALCDEF presentaban las caídas características de un sistema binario, sino que también las presentaban las curvas obtenidas mediante las observaciones realizadas con la Cámara Schmidt (Figuras 4.28 y 4.31). Es por ello que se esperaba encontrar algún valor para el periodo de órbita, dado que sí había eventos mutuos en las curvas.

Después de aplicar el proceso de sustracción a las curvas del sistema, se encontraron valores de $P_{r,1} = 3.117375 \pm 0.000001$ h y de $P_{r,1} = 3.118215 \pm 0.000001$ h para $\alpha = 4.1^\circ$ y $\alpha = 11.2^\circ$, respectivamente. La precisión en los periodos encontrados fue necesaria para que al momento de sustraer la aportación de la componente primaria de la curva general, la certeza fuese mayor al momento de quedar solo las aportaciones de los tránsitos.

Con base en el valor encontrado en [Warner, 2016] de $P_{o,2} = 55.8$ h, se comenzó con una búsqueda inicial a partir de 30 h y hasta 60 h para el periodo de órbita. Para el caso de $\alpha = 4.1^\circ$, el valor difirió del registrado, pues se encontró que era de $P_{o,2} = 40.5322 \pm 0.0002$ h. Sin embargo, para $\alpha = 11.2^\circ$, $P_{o,2} = 55.8135 \pm 0.0002$ h. Por lo tanto, el valor preciso del periodo de órbita es aún desconocido y por lo tanto no es factible realizar la búsqueda de un periodo de rotación para la componente secundaria. De lo que no hay duda es que se trata de un sistema binario, dado que para estas curvas se encontró que los valores para la profundidad de los eventos más angostos eran de 0.18 y 0.14 mag, lo que da valores de D_2/D_1 de 0.39 y 0.35, respectivamente. Esto implica que la relación entre los diámetros de las componentes es de casi una tercera parte, lo que no es algo despreciable.

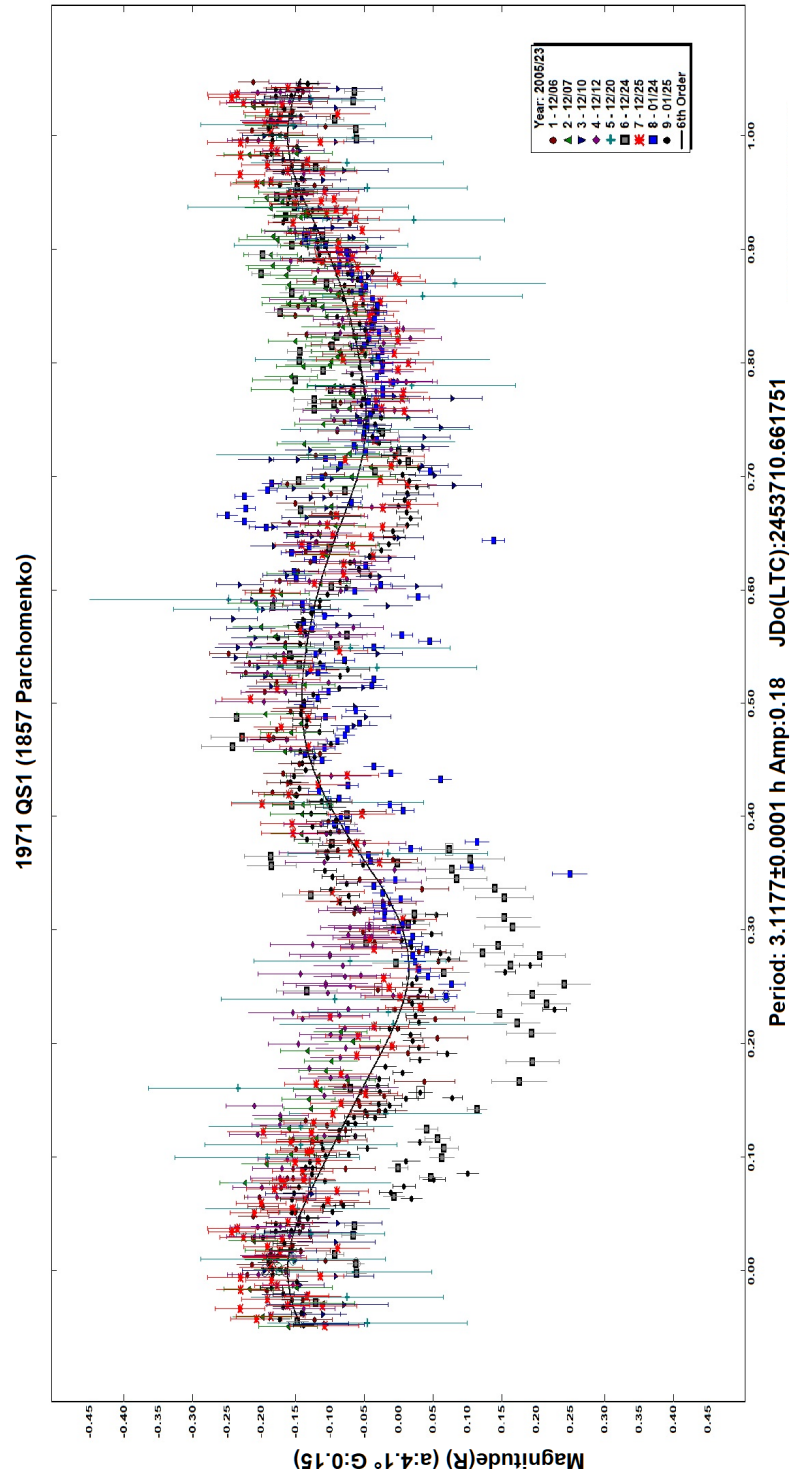


Figura 4.28: Curva del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), $\alpha = 4.1$.

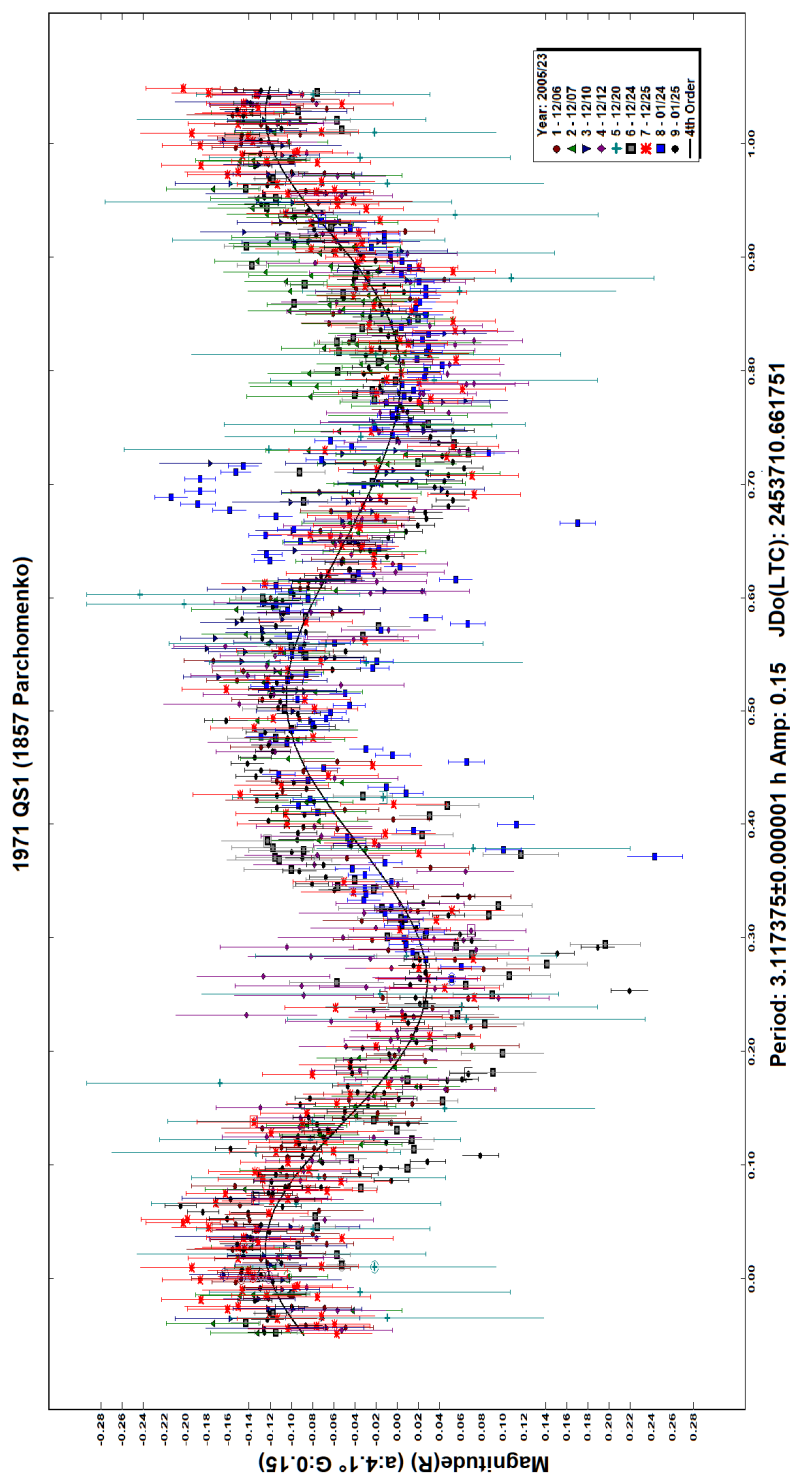


Figura 4.29: Curva de luz de la componente primaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko) con $\alpha = 4.1^\circ$.

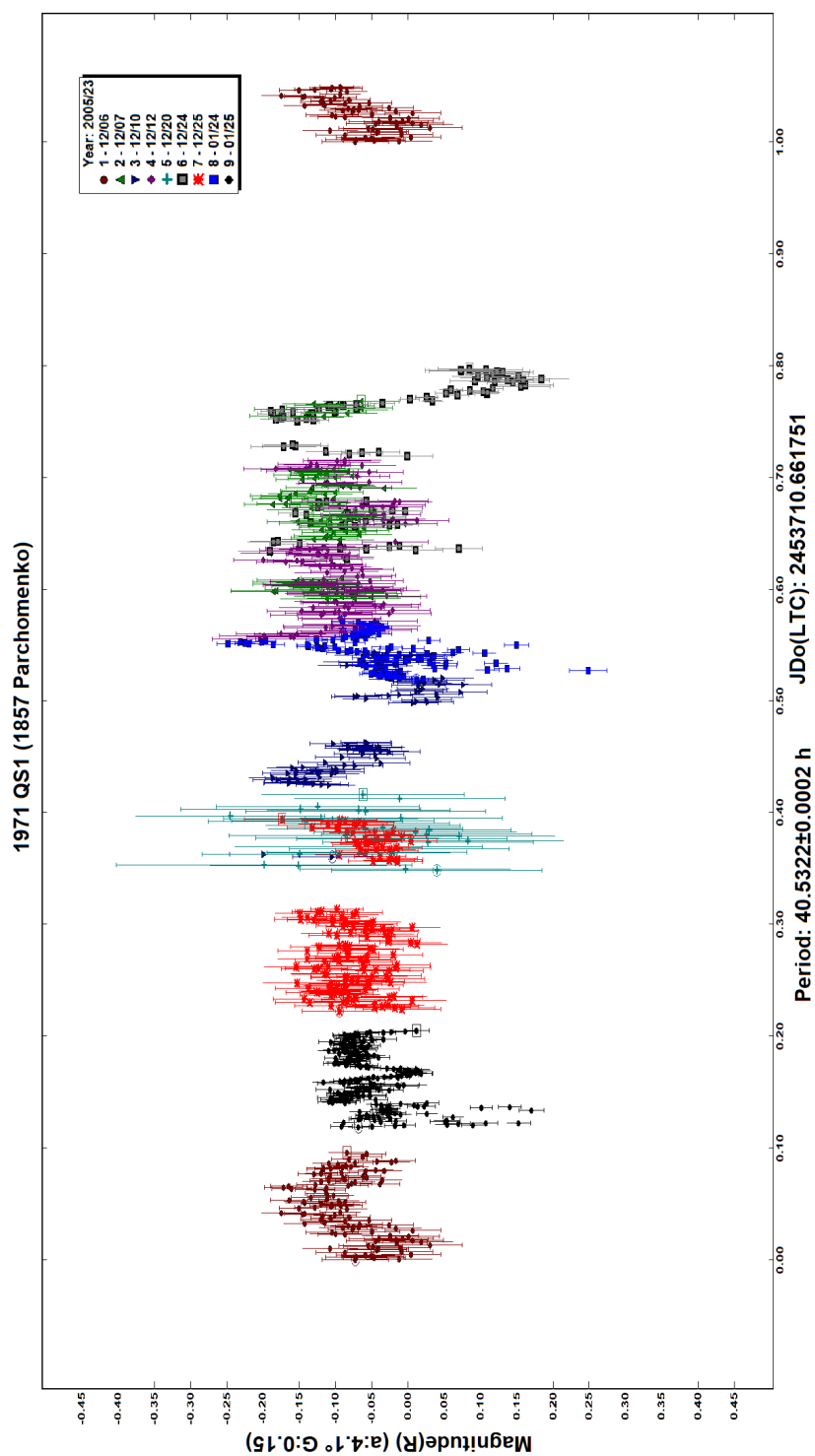


Figura 4.30: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 4.1^\circ$.

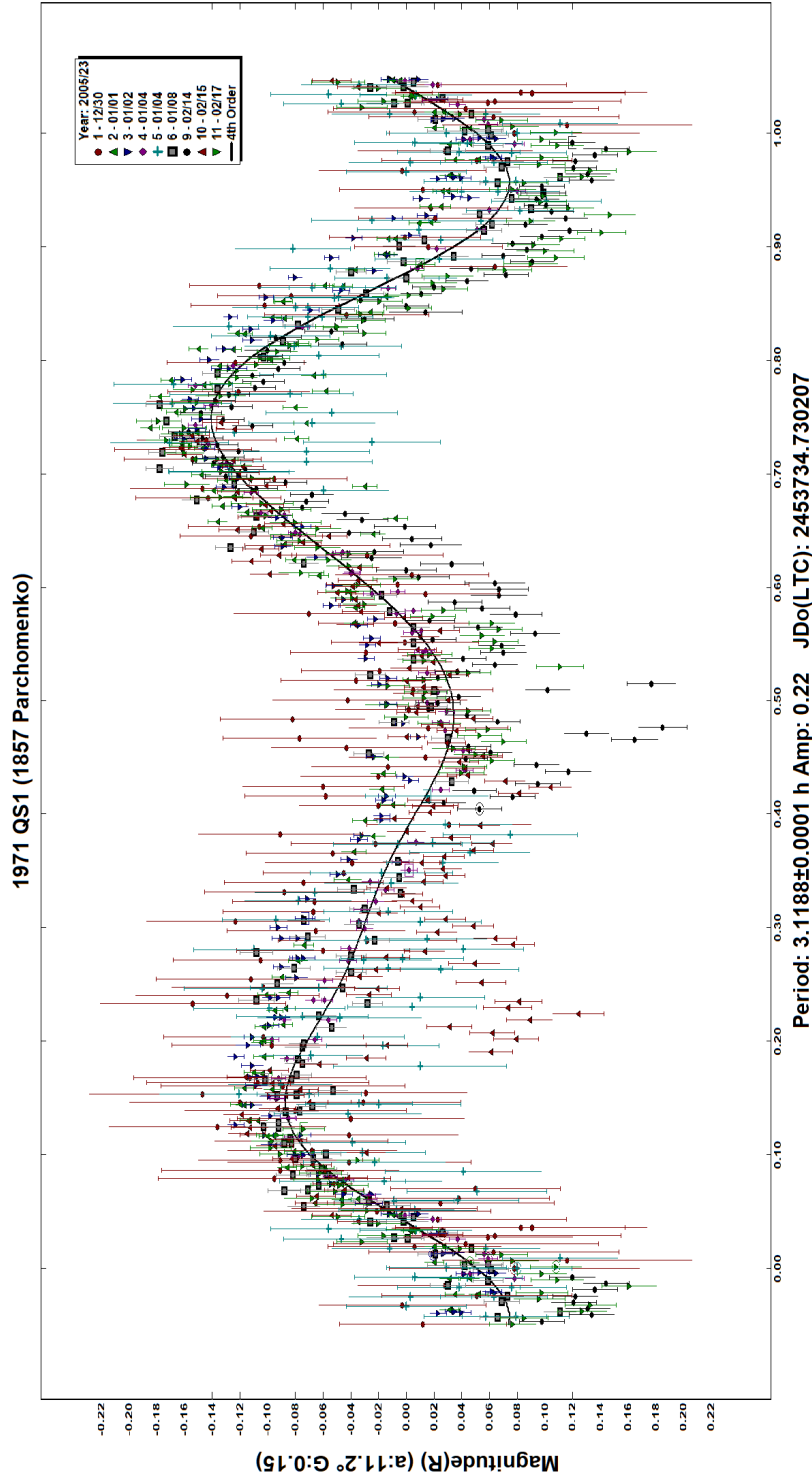


Figura 4.31: Curva del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), $\alpha = 11.2$.

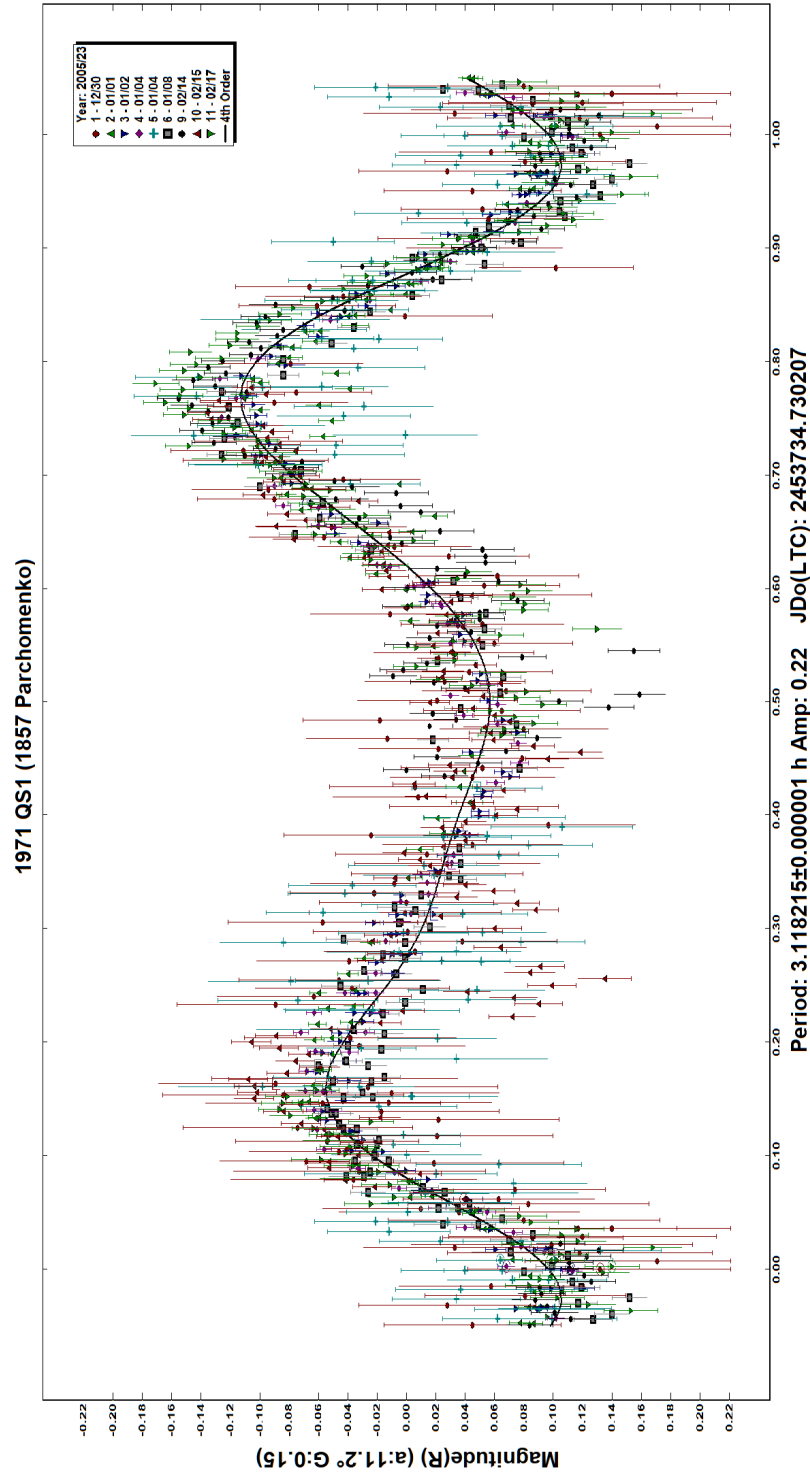


Figura 4.32: Curva de luz de la componente primaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko) con $\alpha = 11.2^\circ$.



Figura 4.33: Curva de luz correspondientes a los eventos mutuos causados por la componente secundaria del sistema 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 11.2^\circ$.

4.2. Periodos

En forma de resumen, en la Tabla 4.2 se encuentran los valores encontrados para los periodos de rotación y órbita de las componentes de los seis sistemas estudiados, además de detalles acerca del tipo de sistema que son, sus valores de D_2/D_1 , así como una posible clasificación. Dado que no hay información que pueda dar valores para la separación entre las componentes, factor que es determinante al momento de distinguir entre una clasificación y otra, muchos de los asteroides binarios estudiados en este trabajo cuentan con dos posibles clasificaciones. Además, dado que Canopus supone que los asteroides son asíncronos, en todos los casos en los que fue posible verificarlo se obtuvo justamente que eran de este tipo los sistemas. Algo a destacar dentro de los resultados es que los valores para D_2/D_1 de prácticamente todos los asteroides está entre 0.31 y 0.42, lo que sugiere que el tamaño de los satélites era relativamente pequeño.

1972 XA (1866 Sisyphus)				
$\alpha = 16.1^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.3909 ± 0.0001 h 0.03	Fourier CS_{min}/CS_{max}	10 0.97
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.3906 ± 0.0001 h 0.03	Fourier CS_{min}/CS_{max}	10 0.97
	$P_{o,2}$	25.2593 ± 0.0003 h	$P_{r,2}$	—
	m	—	D_2/D_1	—
	Tipo	—	Grupo	—
2000 AS152 (25,471 Tracybecker)				
$\alpha = 5.5^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.4096 ± 0.0001 h 0.07	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.94
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.6871 ± 0.0001 h 0.18	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.85
	$P_{o,2}$	39.516 ± 0.001 h	$P_{r,2}$	22.80 ± 0.01 h
	m	0.21	D_2/D_1	0.42
	Tipo	Asíncrono	Grupo	A o W
$\alpha = 13.8^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.6869 ± 0.0001 h 0.20	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.83
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.6869 ± 0.0001 h 0.21	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.82
	$P_{o,2}$	37.5482 ± 0.0003 h	$P_{r,2}$	15.715 ± 0.001 h
	m	0.18	D_2/D_1	0.39
	Tipo	Asíncrono	Grupo	A o W
A917 SE (3034 Climenhaga)				
$\alpha = 3.0^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.4096 ± 0.0192 h 0.17	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.86
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	—	Fourier CS_{min}/CS_{max}	—
	$P_{o,2}$	—	$P_{r,2}$	—
	m	—	D_2/D_1	—
	Tipo	—	Grupo	—

(Continúa en la página siguiente)

(Continuación de la página anterior)

$\alpha = 13.0^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.7362 ± 0.0001 h 0.13	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.89
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.73763 ± 0.00001 h 0.13	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.89
	$P_{o,2}$	20.310 ± 0.001 h	$P_{r,2}$	7.8986 ± 0.0001 h
	m	0.11	D_2/D_1	0.31
	Tipo	Asíncrono	Grupo	A o W
$\alpha = 26.8^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.7360 ± 0.0001 h 0.15	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.87
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.73763 ± 0.00001 h 0.14	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.88
	$P_{o,2}$	21.6940 ± 0.0001 h	$P_{r,2}$	—
	m	0.14	D_2/D_1	0.35
	Tipo	—	Grupo	A o W
2008 BT18 (450,894)				
$\alpha = 44.7^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.6248 ± 0.0001 h 0.07	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.94
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	2.62334 ± 0.00001 h 0.07	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.94
	$P_{o,2}$	10.094 ± 0.001 h	$P_{r,2}$	1.10 ± 0.01 h
	m	0.16	D_2/D_1	0.37
	Tipo	Asíncrono	Grupo	A o W
2001 CP44 (25,916)				
$\alpha = 27.2^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	4.5873 ± 0.0009 h 0.21	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.82
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	4.588582 ± 0.000001 h 0.20	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.83
	$P_{o,2}$	14.7130 ± 0.0125 h	$P_{r,2}$	—
	m	0.13	D_2/D_1	0.34
	Tipo	—	Grupo	A o W
1971 QS1 (1857 Parchomenko)				
$\alpha = 4.1^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	3.1177 ± 0.0001 h 0.18	Fourier CS_{min}/CS_{max}	6 0.85
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	3.117375 ± 0.000001 h 0.15	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.87
	$P_{o,2}$	40.5322 ± 0.0002 h	$P_{r,2}$	—
	m	0.18	D_2/D_1	0.39
	Tipo	—	Grupo	A o W
$\alpha = 11.2^\circ$				
Sin sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	3.1188 ± 0.0001 h 0.22	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.82
Con sustracción	$P_{r,1}$ Amplitud	3.118215 ± 0.000001 h 0.22	Fourier CS_{min}/CS_{max}	4 0.82
	$P_{o,2}$	55.8135 ± 0.0002 h	$P_{r,2}$	—

(Continúa en la página siguiente)

(Continuación de la página anterior)

Con sustracción	m Tipo	0.14 ——	D_2/D_1 Grupo	0.35 A o W
--------------------	-------------	------------	--------------------	---------------

Tabla 4.2: Parámetros encontrados para las componentes de los sistemas binarios analizados.

Capítulo 5

Conclusiones

Después de haber obtenido los resultados para los periodos de rotación y órbita de las componentes de la mayoría de los sistemas binarios, se pueden concluir diferentes puntos: fue posible obtener las curvas de luz para todos los sistemas así como los periodos de rotación y órbita de las componentes de manera parcial, se determinó la naturaleza binaria de algunos asteroides, se logró clasificar parcialmente cinco de los seis sistemas y, el análisis de los resultados permitió determinar algunas de los parámetros necesarios para poder caracterizar de mejor manera asteroides binarios.

5.1. Sistemas binarios

Para los tres sistemas binarios confirmados, 1972 XA (1866 Sisyphus), 2000 AS152 (25,471 Tracybecker) y A917 SE (3034 Climenhaga), fue posible determinar los periodos de rotación de la componente primaria y de órbita de la componente secundaria. Sin embargo, para 1866 Sisyphus no fue posible determinar el periodo de rotación de la secundaria, caso contrario a los otros dos sistemas donde sí fue posible. Dada la relación entre los errores en los puntos de la curva de luz y su amplitud, se concluye que es necesario tener datos más precisos si se intentan determinar parámetros de rotación de la componente más pequeña. Esto se lograría mediante observaciones del objeto cuando éste realice un acercamiento a nuestro planeta, dado que de esta forma su magnitud aparente sería menor, necesitando un menor tiempo de exposición para las imágenes fotométricas y por lo tanto, disminuyendo la señal a ruido del objeto.

Por otra parte, para los otros dos sistemas, Tracybecker y Climenhaga, se mostró como la Cámara Schmidt tiene la capacidad de observar eventos mutuos de asteroides binarios, haciéndola un instrumento de gran utilidad para seguir y profundizar el estudio de estos objetos.

5.2. Determinación de asteroides binarios

En lo que respecta a los sistemas 2008 BT18 (450,894), 2001 CP44 (25,916) y 1971 QS1 (1857 Parchomenko), se logró determinar su naturaleza binaria, dado que al realizar la sustracción de las aportaciones de la componente primaria de la curva del sistema, se obtuvieron datos correspondientes a caídas de brillo, lo cual es característico en las curvas de luz de sistemas binarios. Aunque para los dos primeros sistemas no fue sencillo identificar a simple vista estas caídas, el algoritmo con el que trabaja MPO Canopus logró reconocerlas y además determinar en base a ellas diversos valores. Es por ello que este software es bastante robusto no solo en el análisis de sistemas de una sola componente, sino también para el análisis e identificación de asteroides binarios.

Sin embargo, este proceso de identificación de binarios requiere una mayor precisión que el realizado para la búsqueda de periodos de sistemas ya confirmados. Esto debido a que al no conocer con certeza los periodos de órbita, se pueden sustraer eventos mutuos junto con las aportaciones

de la componente primaria, sobre todo si los eventos mutuos ocurren justo en los mínimos de la curva de esta componente o si son poco profundos.

5.3. Clasificación

El proceso de clasificación no fue complicado en un principio, dado que los diámetros de las componentes primarias eran menores que 20 km. El hecho de que los sistemas fuesen asíncronos junto con que se tuvieran valores para D_2/D_1 entre 0.3 y 0.4 restringió aún más las posibilidades, dejando así como opciones a los Grupos A y W. Sin embargo, un factor clave en la distinción entre uno y otro era el tamaño de la órbita, distinguiendo entre órbitas estrechas para el Grupo A, $2.7R_1 \lesssim a \lesssim R_1$, y órbitas amplias para el Grupo W, $9R_1 \lesssim a \lesssim 116R_1$. Es por ello que se vuelve crucial obtener información acerca de la amplitud de las órbitas. Para obtener esta información, se podrían realizar observaciones de radar, las cuales son capaces de resolver esta separación entre la población de NEAs. Pero, para asteroides del Cinturón Principal, una forma de obtener esta separación sería mediante la tercera ley de Kepler, para lo cual se hace necesario determinar la masa de la componente más grande. Para obtenerla podrían utilizar modelos tridimensionales de los objetos generados mediante inversiones de curvas de luz ([Michimani, 2019] y [Cerdán, 2019]), es decir, podría obtenerse el volumen de éstos y, utilizando modelos de rotación, se podría determinar la densidad ([Michel, et al., (2015)]).

5.4. Requisitos para la determinación de parámetros

Con lo descrito anteriormente, se pueden identificar los requisitos para la realización de observaciones con la Cámara Schmidt (aunque se pueden generalizar para otros instrumentos) tales que tengan la calidad de poder usarse para caracterizar asteroides binarios:

- Observaciones realizadas durante acercamientos de los sistemas binarios, o candidatos, a la Tierra, de modo que su magnitud aparente sea de 15 mag a lo mucho, aunque esto puede variar dependiendo la amplitud de la curva de luz.
- Presencia de eventos mutuos en la curva de luz del sistema.
- De preferencia, curvas de luz de noches consecutivas.
- Alto grado de certeza en la resolución del periodo de rotación de la componente primaria ($U=3$ ó 3-).
- Determinación en la amplitud de la órbita a través de observaciones de radar o de formas indirectas (modelos tridimensionales)
- Cobertura temporal de las observaciones de por lo menos un periodo completo de la componente primaria por cada curva de luz.
- Campos de observación con una gran cantidad de estrellas del tipo análogo solar.

5.5. Trabajo a futuro

Finalmente, se espera poder utilizar lo aprendido a lo largo del proceso de obtención de los parámetros buscados para mejorar la calidad de las observaciones realizadas con la Cámara Schmidt del INAOE de asteroides binarios, con el fin de caracterizar este tipo de sistemas únicamente usando observaciones de este telescopio. Además, se espera trabajar en el desarrollo de software capaz de sugerir la naturaleza binaria de ciertos objetos basándose en medidas de dispersión de ciertos puntos dentro de una curva de luz.

Apéndice A

Iteraciones para la búsqueda de periodos

Cómo se mencionó en el Capítulo 3, el proceso de sustracción era iterativo. Es por ello que en esta sección se muestran los datos de las iteraciones realizadas para cada sistema.

A.1. 1972 XA (1866 Sisyphus)

$\alpha = 16.1^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	10
		Min	2.0
		Size	0.01
		Steps	100
		Periodo (h)	2.39 ± 0.01
	$P_{o,2}$	Orders	10
		Min	25
		Size	0.01
		Steps	500
		Periodo (h)	25.22 ± 0.01
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	10
		Min	2.3
		Size	0.001
		Steps	500
		Periodo (h)	2.390 ± 0.001
	$P_{o,2}$	Orders	10
		Min	25
		Size	0.001
		Steps	3000
		Periodo (h)	25.220 ± 0.001
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	10
		Min	2.39
		Size	0.0001
		Steps	2000
		Periodo (h)	2.3906 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	12

(Continúa en la página siguiente)

Iteraciones para la búsqueda de periodos

A.2 2000 AS152 (25,471 Tracybecker)

(Continuación de la página anterior)

Iteración 3	$P_{o,2}$	Min	25.22
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	25.2206 ± 0.0003

Tabla A.1: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 1972 XA (1866 Sisyphus), con $\alpha = 16.1^\circ$.

A.2. 2000 AS152 (25,471 Tracybecker)

$\alpha = 5.5^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2
		Size	0.01
		Steps	100
		Periodo (h)	2.84 ± 0.01
Iteración 2	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	30
		Size	0.1
		Steps	100
		Periodo (h)	38.9 ± 0.1
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.5
		Size	0.001
		Steps	500
		Periodo (h)	2.687 ± 0.001
Iteración 4	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	35
		Size	0.01
		Steps	500
		Periodo (h)	39.56 ± 0.01
Iteración 5	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	2.6
		Size	0.0001
		Steps	2000
		Periodo (h)	2.6871 ± 0.0001
Iteración 6	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	39
		Size	0.001
		Steps	1000
		Periodo (h)	39.516 ± 0.001
Iteración 7	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	22
		Size	0.01
		Steps	3500
		Periodo (h)	22.80 ± 0.01

Tabla A.2: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2000 AS152 (25,471 Tracybecker), con $\alpha = 5.5^\circ$.

Iteraciones para la búsqueda de periodos

A.2 2000 AS152 (25,471 Tracybecker)

$\alpha = 13.8^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	2.6
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	2.6869 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	35
		Size	0.001
		Steps	5000
		Periodo (h)	37.548 ± 0.001
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	2.6
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	2.6869 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	37
		Size	0.001
		Steps	3500
		Periodo (h)	37.548 ± 0.001
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	2.68
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	2.6869 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	37.5
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	37.5482 ± 0.0003
	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	2
		Size	0.1
		Steps	550
		Periodo (h)	15.6 ± 0.1
Iteración 4	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	5
		Size	0.01
		Steps	2000
		Periodo (h)	12.94 ± 0.01
Iteración 5	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	10
		Size	0.001
		Steps	9999
		Periodo (h)	15.715 ± 0.001

Tabla A.3: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2000 AS152 (25,471 Tracybecker), con $\alpha = 13.8^\circ$.

A.3. A917 SE (3034 Climenhaga)

$\alpha = 3.0^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	2
		Size	0.0001
		Steps	9000
		Periodo (h)	2.7533 ± 0.0192

Tabla A.4: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 3.0^\circ$.

$\alpha = 13.0^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.5
		Size	0.01
		Steps	100
		Periodo (h)	2.74 ± 0.01
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	15
		Size	0.01
		Steps	1000
		Periodo (h)	20.36 ± 0.01
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.7
		Size	0.001
		Steps	200
		Periodo (h)	2.735 ± 0.001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	18
		Size	0.001
		Steps	3000
		Periodo (h)	20.310 ± 0.001
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.73
		Size	0.0001
		Steps	300
		Periodo (h)	2.7362 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	18.8
		Size	0.0001
		Steps	9000
		Periodo (h)	18.9993 ± 0.0001
Iteración 4	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.736
		Size	0.00001
		Steps	1000
		Periodo (h)	2.73763 ± 0.00001
		Orders	8

(Continúa en la página siguiente)

(Continuación de la página anterior)

Iteración 4	$P_{o,2}$	Min	18.9
		Size	0.001
		Steps	1500
		Periodo (h)	20.310 ± 0.001
	$P_{r,2}$	Orders	4
		Min	2
		Size	0.1
		Steps	400
Periodo (h)		5.8 ± 0.1	
Iteración 5	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	2
		Size	0.01
		Steps	600
		Periodo (h)	7.90 ± 0.01
Iteración 6	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	5.8
		Size	0.001
		Steps	3000
		Periodo (h)	7.903 ± 0.001
Iteración 7	$P_{r,2}$	Orders	6
		Min	7.5
		Size	0.0001
		Steps	9000
		Periodo (h)	7.8986 ± 0.001

Tabla A.5: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 13.0^\circ$.

Iteraciones para la búsqueda de periodos
A.3 A917 SE (3034 Climenhaga)

$\alpha = 26.8^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.5
		Size	0.01
		Steps	100
		Periodo (h)	2.59 ± 0.01
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	15
		Size	0.01
		Steps	1000
		Periodo (h)	22.22 ± 0.01
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.5
		Size	0.001
		Steps	1000
		Periodo (h)	2.736 ± 0.001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	18.5
		Size	0.001
		Steps	4000
		Periodo (h)	21.708 ± 0.001
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.6
		Size	0.0001
		Steps	3000
		Periodo (h)	2.7360 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	20
		Size	0.001
		Steps	3000
		Periodo (h)	21.708 ± 0.001
Iteración 4	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.736
		Size	0.00001
		Steps	2000
		Periodo (h)	2.73763 ± 0.00001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	21.5
		Size	0.0001
		Steps	3000
		Periodo (h)	21.6940 ± 0.0001

Tabla A.6: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario A917 SE (3034 Climenhaga), con $\alpha = 26.8^\circ$.

A.4. 2008 BT18 (450,894)

$\alpha = 44.7^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.5
		Size	0.0001
		Steps	5000
		Periodo (h)	2.6248 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	2
		Size	0.1
		Steps	400
		Periodo (h)	10.1 ± 0.1
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.53
		Size	0.00001
		Steps	9000
		Periodo (h)	2.56625 ± 0.00001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	3
		Size	0.01
		Steps	3000
		Periodo (h)	10.10 ± 0.01
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.55
		Size	0.00001
		Steps	9000
		Periodo (h)	2.62334 ± 0.00001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	10
		Size	0.01
		Steps	2000
		Periodo (h)	10.10 ± 0.01
Iteración 4	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	2.56
		Size	0.00001
		Steps	9000
		Periodo (h)	2.62334 ± 0.00001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	10
		Size	0.001
		Steps	1000
		Periodo (h)	10.094 ± 0.001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	1.0
		Size	0.01
		Steps	500
		Periodo (h)	1.10 ± 0.01

Tabla A.7: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2008 BT18 (450,894), con $\alpha = 44.7^\circ$.

A.5. 2001 CP44 (25,916)

$\alpha = 27.2^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	4.5
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	4.5873 ± 0.0009
	$P_{o,2}$	Orders	4
		Min	1.0
		Size	0.1
		Steps	500
		Periodo (h)	9.8 ± 0.1
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	4.58
		Size	0.00001
		Steps	2000
		Periodo (h)	4.58747 ± 0.00078
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	9
		Size	0.01
		Steps	4000
		Periodo (h)	14.69 ± 0.01
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	4.587
		Size	0.000001
		Steps	1000
		Periodo (h)	4.587999 ± 0.000412
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	10
		Size	0.001
		Steps	9000
		Periodo (h)	14.703 ± 0.001
Iteración 4	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	4.5879
		Size	0.000001
		Steps	1000
		Periodo (h)	4.588582 ± 0.000001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	14
		Size	0.0001
		Steps	9999
		Periodo (h)	14.7130 ± 0.0125

Tabla A.8: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 2001 CP44 (25,916), con $\alpha = 27.2^\circ$.

A.6. 1971 QS1 (1857 Parchomenko)

$\alpha = 4.1^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	6
		Min	3.11
		Size	0.0001
		Steps	1500
		Periodo (h)	3.1177 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	6
		Min	30
		Size	0.01
		Steps	3000
		Periodo (h)	40.51 ± 0.01
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	3.117
		Size	0.00001
		Steps	1000
		Periodo (h)	3.11731 ± 0.00001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	40
		Size	0.01
		Steps	2000
		Periodo (h)	40.51 ± 0.01
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	3.117
		Size	0.000001
		Steps	1000
		Periodo (h)	3.117375 ± 0.000001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	40.5
		Size	0.001
		Steps	1000
		Periodo (h)	40.532 ± 0.001
Iteración 4	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	3.1173
		Size	0.000001
		Steps	1000
		Periodo (h)	3.117375 ± 0.000001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	40.53
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	40.5322 ± 0.0002

Tabla A.9: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 4.1^\circ$.

Iteraciones para la búsqueda de periodos
A.6 1971 QS1 (1857 Parchomenko)

$\alpha = 11.2^\circ$			
Iteración 1	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	3.11
		Size	0.0001
		Steps	1000
		Periodo (h)	3.1188 ± 0.0001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	40
		Size	0.01
		Steps	2000
		Periodo (h)	55.95 ± 0.01
Iteración 2	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	3.118
		Size	0.00001
		Steps	1000
		Periodo (h)	3.11828 ± 0.00001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	50
		Size	0.001
		Steps	9000
		Periodo (h)	55.855 ± 0.001
Iteración 3	$P_{r,1}$	Orders	4
		Min	3.1182
		Size	0.000001
		Steps	1000
		Periodo (h)	3.118215 ± 0.000001
	$P_{o,2}$	Orders	8
		Min	55.8
		Size	0.0001
		Steps	2000
		Periodo (h)	55.8135 ± 0.0002

Tabla A.10: Iteraciones realizadas para la búsqueda de los periodos de las componentes del asteroide binario 1971 QS1 (1857 Parchomenko), con $\alpha = 11.2^\circ$.

Bibliografía

- [Pfalzner, et al., 2015] PFALZNER S., M. B. DAVIES, M. GOUNELLE, A. JOHANSEN, C. MÜNKER, P. LACERDA, S. PORTEGIES ZWART, L. TESTI, M. TRIELOFF & D. VERAS, (2015). The formation of the solar system. *Physica Scripta Vol. 90* (6). <https://doi.org/10.1088/0031-8949/90/6/068001>
- [Collins, et al., 2020] COLLINS, G.S., PATEL, N., DAVISON, T.M. ET AL., (2020). A steeply-inclined trajectory for the Chicxulub impact. *Nature Communications*, Vol. 11, artículo 1480. <https://doi.org/10.1038/s41467-020-15269-x>
- [Schulte, et al., 2010] SCHULTE, P. & ALEGRET, L. & ARENILLAS, I. & ARZ, A. & BARTON, P. & BOWN, P. & BRALOWER, T. & CHRISTESON, G. & CLAEYS, P. & COCKELL, C. & COLLINS, G. & DEUTSCH, A. & GOLDIN, T. & GOTO, K. & GRAJALES-NISHIMURA, J. & GRIEVE, R. & GULICK, S. & JOHNSON, K. & KIESSLING, W. & KOEBERL, C. & KRING, D. & MACLEOD, K. & MATSUI, T. & MELOSH, J. & MONTANARI, A. & MORGAN, J. & NEAL, C. & NICHOLS, D. & NORRIS, R. & PIERAZZO, E. & RAVIZZA, G. & REBOLLEDO-VIEYRA, M. & REIMOLD, W. & ROBIN, E. & SALGE, T. & SPEIJER, R. & SWEET, A. & URRUTIA-FUCUGAUCHI, J. & VAJDA, V. & WHALEN, M. & WILLUMSEN, P., (2010). The Chicxulub Asteroid Impact and Mass Extinction at the Cretaceous-Paleogene Boundary. *Science*, vol. 127 (número 5970), pp. 1214-1218. <https://doi.org/10.1126/science.1177265>
- [IAU, 2022] INTERNATIONAL ASTRONOMICAL UNION, (6 de mayo de 2022). *The Final IAU Resolution on the definition of "planet ready for voting*. IAU. Recuperado de <https://www.iau.org/news/pressreleases/detail/iau0602/>
- [MPC (IAU), 2023] MINOR PLANET CENTER (27 de enero de 2023). *New- And Old-Style Minor Planet Designations*. Recuperado el 30 de enero de 2023 de <https://www.minorplanetcenter.net/iau/info/OldDesDoc.html>
- [JPL, 2022] JPL, (17 de enero de 2023). *Glossary*. Echo, JPL. Recuperado de <https://ssd.jpl.nasa.gov/glossary/>
- [Michimani, 2019] MICHIMANI, J. (2019). *3D Modelling of Near-Earth Asteroids using Lightcurve Database* [Tesis de Maestría, INAOE]. Repositorio INAOE.
- [Gallardo, 2016] GALLARDO, T. (2016). Efectos dinámicos de las resonancias orbitales en el Sistema Solar. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía*, vol.58, p.291-297.
- [JPL, 2023] JET PROPULSION LABORATORY (2023). *Small-Body Database Query* [Conjunto de datos]. Small-Body Database. https://ssd.jpl.nasa.gov/tools/sbdb_query.html
- [JPL, 2018] JET PROPULSION LABORATORY (2018). *Diagrams and Charts*. Solar System Dynamics. <https://ssd.jpl.nasa.gov/diagrams/>

- [Richards, et al., 2010] RICHARDS, M. & SCHEER, A. & HOLM, W., (2010). Capítulo 1: Introduction and Radar Overview. *Principles of Modern Radar, Vol. I: Basic Principles*. Estados Unidos de América. Editorial SCITECH.
- [Michel, et al., (2015)] Michel, M. & DeMEo, F. & Bottke, F. (Eds.). (2015). *Asteroids IV*. THE UNIVERSITY OF ARIZONA PRESS.
- [Harris & Harris, 1996] HARRIS, A. W. & HARRIS, A. W. (1997). On the Revision of Radiometric Albedos and Diameters of Asteroids. *Icarus*, 126(2), 450-454.
- [Murphy, 2019] MURPHY, M. (10 de julio de 2019). A History of Asteroid Classification. *Vissiniti*. <https://vissiniti.com/asteroid-classification/>
- [Karttunen, et al., 2017] KARTTUNEN, H. & KRÖGER, P. & OJA, H. & PUTANEN, M. & DONNER, K. (2017). Capítulo 4: Photometric Concepts and Magnitudes. *Fundamental Astronomy* (Sexta Edición, p. 91-102). Editorial Springer.
- [Dymock, 2007] DYMCK, R. (2007). The H and G magnitude system for asteroids. *Journal of the British Astronomical Association*, vol.117(6), p.342-343. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2007JBAA..117..342D>
- [Ostro, et al., 2006] OSTRO, S. & MARGOT, J. & BENNER, L. & GIORGINI, J. & SCHEERES, D. & FAHNSTOCK, E. & BROCHART, S. & BELLEROSE, J. & NOLAN, M. & MAGRI, C. & PRAVEC, P. & SCHEIRICH, P. & ROSE, R. & JURGENS, E. & DE JONG, E. & SUZUKI, S., (2006). Radar Imaging of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW4. *Science*, V. 314 (5803), 1276-1280.
- [Greshko, 2019] GRESHKO, M. (29 de septiembre de 2019). ¿Qué son las extinciones en masa y cuáles son sus causas?. *REVISTA NAT GEO* <https://www.nationalgeographic.es/ciencia/2019/09/que-son-extinciones-en-masa-cuales-son-sus-causas>
- [Hille (NASA), 2018] HILLE, K. (3 de diciembre de 2018). *OSIRIS-REx*. NASA. Recuperado el 6 de febrero de 2023 de <https://www.nasa.gov/osiris-rex>
- [Perez (NASA), 2021] PEREZ, M. (18 de mayo de 2021). *NEOWISE*. NASA. Recuperado el 6 de febrero de 2023 de https://www.nasa.gov/mission_pages/neowise/mission/index.html
- [Bardan (NASA), 2022] BARDAN, R. (12 de octubre de 2022). *NASA Confirms DART Mission Impact Changed Asteroid's Motion in Space*. NASA. Recuperado de <https://www.nasa.gov/press-release/nasa-confirms-dart-mission-impact-changed-asteroid-s-motion-in-space>
- [NASA, 2008] NASA. (30 de junio de 2008). *El evento de Tunguska - Cien años después*. https://ciencia.nasa.gov/science-at-nasa/2008/30jun_tunguska
- [ABC News, 2013] ABC NEWS. (15 de febrero de 2013). *Meteor Strikes Russia, Over 1,000 Believed Injured* [Archivo de video]. YouTube. <https://www.youtube.com/watch?v=gRrdSwhQhY0>
- [Harris, 2006] HARRIS, A. & PRAVEC, P. (2006). Rotational properties of asteroids, comets and TNOs. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 1 (S229), 439-447. <https://doi.org/10.1017/S1743921305006903>
- [IAWN (COPUOS), 2023] IAWN. (20 de enero de 2023). *ABOUT*. Recuperado el 6 de febrero de 2023 de <https://iawn.net/about.shtml>
- [CNEOS (NASA), s.f.] CENTER FOR NEAR EARTH OBJECT STUDIES (CNEOS). (s.f.). *Discovery Statistics*. NASA. Recuperado el 6 de febrero de 2023 de <https://cneos.jpl.nasa.gov/stats/>

- [de la Fuente, et al., 2013] DE LA FUENTE, C. & DE LA FUENTE, R. (2013). The Chelyabinsk superbolide: a fragment of asteroid 2011 EO40?. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, vol. 436, Issue 1, 21 November 2013, Pages L15–L19. <https://doi.org/10.1093/mnrasl/slt103>
- [NASA, 2022] NASA. (26 de septiembre de 2022). *DART's Impact with Asteroid Dimorphos (Official NASA Broadcast)* [Archivo de video]. YouTube. <https://www.youtube.com/watch?v=4RA8Tfa6Sck>
- [Harris, et al., 2021] HARRIS, A. & CHODAS, P. (2021). The population of near-earth asteroids revisited and updated. *Icarus*, vol. 365. <https://doi.org/10.1016/j.icarus.2021.114452>
- [Harris, et al., 2015] HARRIS, A. & D'ABRAMO, G. (2015). The population of near-Earth asteroids. *Icarus*, vol. 257, pp. 302–312. <https://doi.org/10.1016/j.icarus.2015.05.004>
- [Warner, 2023] WARNER, B. (2023). *ALCDEF: Asteroid Lightcurve Data Exchange Format*. [Conjunto de datos]. Recuperado de <https://minplanobs.org/alcdef/index.php>
- [Valdés, et al., 2022] VALDÉS, J. & MÚJICA, R. & GUICHARD, S. & CAMACHO, S. & CERDÁN, G. & MICHIMANI, J. & VEGA, R. (2022). PHOTOMETRIC OBSERVATIONS OF MINOR PLANETS WITH THE TONANTZINTLA SCHMIDT CAMERA I. LIGHTCURVE ANALYSIS OF MAIN-BELT AND NEAR-EARTH ASTEROIDS. *REVISTA MEXICANA DE ASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA*, vol. 58. http://www.astroscu.unam.mx/RMxAA/abstracts/PDF/RMxAA..59-1_jvaldes-IV.pdf
- [Volkov, et al., 2019] VOLKOV, I. & BARABANOV, S. & NIKOLENKO, I. & KRYUCHKOV, S. & SEGEEV, A. (2019). Spectral observations and photometry of the near-Earth object (25916) 2001 CP44. *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, vol. 49 (2), p. 301–306. <https://www.ta3.sk/caosp/Eedition/FullTexts/vol49no2/pp301-306.pdf>
- [MPC (IAU), 2023] MINOR PLANET CENTER. (2023). *MPC Database Search*. [Conjunto de datos]. Orbits/Observations Database. https://minorplanetcenter.net/db_search
- [Díaz, et al., 2020] DÍAZ, R. & SÁNCHEZ, N. (2020). *Digitalización del acervo de placas astronómicas tomadas con la cámara schmidt de Tonantzintla* (Reporte Técnico No. 669). Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica. <http://inaoe.repositorioinstitucional.mx/jspui/handle/1009/2295>
- [Valdés, et al., 2016] VALDÉS, R. & GUICHARD, J. & CORNEJO, A. & GRANADOS, F. & PERCINO, M. & GARCÍA, P. & ESCOBAR, J. & AGUILAR, G. & DÍAZ, R. & MÁRQUEZ, A. & ESMILLA, C. (2016). *PRUEBAS PARA DETERMINAR LAS PROPIEDADES ÓPTICAS ACTUALES DE LA CÁMARA SCHMIDT DE TONANTZINTLA*. (Reporte Técnico No. CA2016-015. Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica.
- [SBIG Astronomical Instruments, 2015] SBIG ASTRONOMICAL INSTRUMENTS. (2015). *Model STF-8300M/C CCD Camera Operating Manual*. https://nimax-img.de/Produktdownloads/47234_2_Bedienungsanleitung-EN.pdf
- [Cerdán, 2019] CERDÁN, G. (2019). *MORPHOLOGICAL PROPERTIES DETERMINATION OF MAIN BELT ASTEROIDS* [Tesis de Maestría, INAOE]. Repositorio INAOE.
- [Warner, 2016] WARNER, B. (2016). Capítulo 11: Imaging and Photometry Software. *A Practical Guide to Lightcurve Photometry and Analysis* (Segunda Edición, p. 162–163). Editorial Springer.

- [Harris, 2012] HARRIS, A. (2012) On the Maximum Amplitude of Harmonics of an Asteroid Light-curve. *The Society for Astronomical Sciences*, p. 59-63. Recuperado de: <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2012SASS...31...59H>
- [Warner, 2012] Warner, B. (2012). The MPO Users Guide. Bdw Publishing.
- [Warner, 2016] WARNER, B. (2016). NEAR EARTH ASTEROID LIGHTCURVE ANALYSIS AT CS3-PALMER DIVIDE STATION: 2016 APRIL-JULY. *The Minor Planet Bulletin, Bulletin of the Minor Planets Section of the Association of Lunar and Planetary Observers, Vol. 43* (4), pp. 311-319. Recuperado de: <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2016MPBu...43..311W>
- [IAU, 2008] CENTRAL BUREAU FOR ASTRONOMICAL TELEGRAMS. (2008, 29 de julio). *2008 BT 18*. [Telegrama Electrónico]. <http://www.cbat.eps.harvard.edu/iau/cbet/001400/CBET001450.txt>
- [Morin, 2009] MORIN, D. (2009). Capítulo 3: *Fourier Analysis*. *Waves*. Recuperado de https://scholar.harvard.edu/files/david-morin/files/waves_fourier.pdf
- [3Blue1Brown Español, 2020] 3BLUE1BROWN ESPAÑOL. (21 de septiembre de 2020). *¿Qué es la Transformada de Fourier? Una introducción visual*. [Archivo de Video]. Youtube. <https://www.youtube.com/watch?v=h4PTucW3Rm0>
- [Warner, 2016] WARNER, B. (2016). 1857 PARCHOMENKO: A POSSIBLE MAIN-BELT BINARY ASTEROID . *The Minor Planet Bulletin, Bulletin of the Minor Planets Section of the Association of Lunar and Planetary Observers, Vol. 43* (4), pp. 311-319. Recuperado de <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2006MPBu...33...52S>
- [ASTEROID FOUNDATION, 2022] ASTEROID FOUNDATION. (2022, 1 de abril). *LEARN – How can we characterize asteroids?*. ASTEROID DAY. <https://asteroidday.org/updates/event-updates/learn-how-can-we-characterize-asteroids/>