



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE FILOSOFÍA Y LETRAS

COLEGIO DE GEOGRAFÍA

**ESTUDIO DE ESTRELLAS VARIABLES
CATACLÍSMICAS**

TESIS PARA OBTENER EL GRADO DE

LICENCIADO EN GEOGRAFÍA

PRESENTA

ROBERTO DE ANDA MÁRQUEZ PADILLA

ASESOR

DR. JUAN ECHEVARRÍA ROMÁN

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CIUDAD UNIVERSITARIA, CIUDAD DE MÉXICO, MARZO 2017





Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

ESTUDIO DE ESTRELLAS VARIABLES CATACLÍSMICAS

PRESENTADA POR:

ROBERTO DE ANDA MÁRQUEZ PADILLA

ASESOR:

DR. JUAN ECHEVARRÍA ROMÁN

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

2017

UNAM – FFyL-IA UNAM

TESIS REVISADA Y APROBADA POR:

DR. JUAN ECHEVARRÍA ROMÁN
IA UNAM-CU

MTRO. RAFAEL COSTERO Y GRACIA
IA UNAM-CU

LIC. ILLIE LÓPEZ CISNEROS
COLEGIO DE GEOGRAFÍA-CU

DR. ALEJANDRO RUELAS MAYORGA
IA UNAM-CU

LIC. MACARIO ARREDONDO ROMERO
COLEGIO DE GEOGRAFÍA-CU

Índice General

Índice General	3
Índice de Figuras	5
Índice de Tablas	7
Agradecimientos	8
Introducción	10
1.- Cosmografía Geográfica. Una relación difícil entre dos ciencias	15
1.1 Un acercamiento histórico	16
1.1.1 Coordenadas Terrestres y Celestes	17
1.1.2 Diferentes palabras para un mismo concepto, Cosmografía	19
1.1.3 La Cosmografía a través del tiempo.....	20
1.2 Una propuesta conciliatoria	25
2.- La importancia del análisis de la luz	26
2.1 El espectro electromagnético	29
2.2 Espectroscopía	32
2.3 Fotometría.....	33
2.3.1 Fotometría con un CCD	35
2.4 Velocidad Radial	35
2.5 Análisis de frecuencias de curvas de luz	37
3.- Estrellas Variables Cataclísmicas	40
3.1 Una breve reseña	40
3.2 Clasificación de Variables Cataclísmicas	41
3.3 Lóbulo de Roche.....	45
3.3.1 Punto interior de Lagrange	48
3.4 Discos de acreción.....	48
3.5 Estrellas tipo SU Ursae Majoris (SU UMa)	49
3.6 Estrellas tipo WZ Sagittae (WZ Sge)	50
3.7 Estrellas enanas Blancas	53

3.8 Estrellas enanas Rojas	55
3.9 Estrellas enanas Marrones	56
4.- Observaciones, Reducción y Análisis de datos de PNV	
J19150199+0719471 (PNV Aql)	58
4.1 Observaciones y análisis de datos	61
4.2 Fotometría de la erupción y su análisis de periodicidades	65
4.2.1 Curva de luz global	65
4.2.2 Señales periódicas	66
4.2.3 Etapa temprana	67
4.2.4 Superhumps comunes	69
4.2.5 Estado post eruptivo	72
4.2.6 Variaciones temporales del período de los superhumps	74
4.3 Espectroscopía	77
4.3.1 Parámetros Orbitales	80
4.4 Incongruencia de los resultados fotométricos y espectroscópicos	85
4.5 La estrella primaria	90
4.5.1 La enana blanca al descubierto	91
4.5.2 Temperatura efectiva, gravedad superficial y masa	93
4.5.3 Estimación de la distancia	95
4.6 Cociente de masas usando los métodos de los superhumps	96
4.6.1 Método de Patterson	97
4.6.2 Método de Kato y Osaki	97
4.6.3 Cociente de masa y masas estimadas	98
4.7 La nebulosidad en PNV Aql	101
4.8 PNV Aql ¿una estrella tipo WZ Sgeo una mini Nova?	107
4.8.1 La importancia de la nebulosidad	109
5.- Conclusiones	111
6.- Bibliografía	113

Índice de figuras

1.1 Elementos de la Bóveda Celeste	19
1.2 Teoría Geocéntrica y Heliocéntrica	23
2.1 Campos de propagación de la luz.....	30
2.2 Espectro electromagnético	32
2.3 Análisis de frecuencias de J0644+33440	38
3.1 Curva típica de velocidad radial de una nova	43
3.2 Disco de acreción y Lóbulo de Roche en una binaria	45
3.3 Tipos de binarias.....	47
3.4 Esquema comparativo de temperatura y tamaño del sol, tipos de enanas y Júpiter	57
4.1 PNV Aql en su descubrimiento.....	58
4.2 Curva de luz de PNV Aql.....	61
4.3 Curva de luz de la erupción de PNV Aql.....	66
4.4 Espectros y curva de luz de los días 445-448	68
4.5 Curva de luz del día 455.....	70
4.6 Espectros y curva de luz durante el superhump	71
4.7 Espectro de potencias y curva de luz de la etapa post eruptiva.....	73
4.8 Residuos O-C.....	75
4.9 Suma de espectros del 3 de Junio	78
4.10 Espectro típico del Boller & Chivens	79
4.11 Diagramas de Diagnóstico	81
4.12 Curva de velocidad radial del 3 de Junio	84
4.13 Curva de velocidad radial del 28 de Junio	85
4.14 Análisis de frecuencias del 3 de Junio.....	87
4.15 Análisis de frecuencias del 28 de Junio.....	88
4.16 Curva de velocidad radial del 3 de Junio con el periodo fijo	89
4.17 Curva de velocidad radial del 28 de Junio con el periodo fijo	90
4.18 Comparativo de exposiciones de 2013 y 2015.....	92
4.19 Observaciones de PNV Aql de 2013 y 2014	93

4.20 Modelos teóricos de la enana blanca	94
4.21 Relación entre ε^* de la Etapa a y q	98
4.22 Diagrama típico de q vs Periodo Orbital (Kato y Osaki)	99
4.23 Diagrama q vs Periodo Orbital (Patterson)	100
4.24 Dimensión espacial contra la velocidad radial del 16 al 19 de junio	102
4.25 Nebulosidad alrededor de PNV Aql	104
4.26 Emisión de $H\alpha$	106
4.27 Emisión el 18 y 29 de junio	107

Índice de tablas

4.1 Observaciones espectroscópicas de PNV Aql	62
4.2 Observaciones fotométricas de PNV Aql.....	63
4.3 Principales periodicidades durante la erupción	76
4.4 Parámetros orbitales.....	83
4.5 Parámetros orbitales con el periodo fijo.....	89

*A mis abuelas, Rosa y Tere, que
se nos adelantaron y no
pudieron ver realizado este
trabajo.*

*A mi madre Teresita y a mi
padre Roberto, por todo.*

Agradecimientos

Nada de lo que aquí está plasmado hubiera sido posible sin el apoyo de tanta gente que tengo a mi alrededor y que en momentos de suma dificultad me han brindado su apoyo. En primer lugar y en el ámbito social es importante hacer mención el esfuerzo de los trabajadores de este país, que durante muchos años han sostenido instituciones sociales como esta universidad y que sin dicho esfuerzo muchos de nosotros difícilmente hubiéramos tenido acceso a una educación superior de calidad; también a aquellos que en los albores de este siglo XXI defendieron la Universidad en una de tantas plebeyas batallas.

De manera personal hago mención a mis padres que siempre se han esforzado por brindarme las mejores oportunidades; esto es sólo una pequeña muestra de la materialización de su esfuerzo, es para ellos. De la misma manera a mis carnales, Bela y Gabo, porque son algo más que hermanos y siempre están ahí.

A la JL (hoy ORA) que se sigue aferrando con uñas y dientes en el camino de la militancia revolucionaria a pesar de tantos tragos amargos en la lucha social; ojalá que pronto salga el Sol. A mis amigos de muchos años y con los que he estado en tantas situaciones y a quienes no he dejado de aprenderles algo. A Benja, Abi,

Cris, Chino, Marino, Fábrica, Salo, mi primo” Joao, Pirry, Contreras, Güero, Bisbi, Dexter, Cometa, Nacho, Manu, Mudo, a los *malditos* (Juan y Ángel), etc., que antes, durante y después de la carrera hemos convivido tanto y en tan diferentes escenarios. A Karla quien estuvo todo este tiempo junto a mí y que también fue parte de muchas cosas en mi vida. A toda la banda del Atlético Rifle y del Real Durazno que hacen un poco más llevadera la maldita cotidianeidad. A todos mis compañeros, amigos y personas que de alguna manera han compartido un poco (o mucho) de ellos conmigo. A Selene y a Jaime que me han dado el apoyo necesario para abandonar mi lugar de trabajo para lidiar con la infinidad de trámites necesarios para terminar este largo proceso. A mi profesor Darío, quien después de tantos años sigue siendo una muestra de compromiso académico y político, así como alguien con una congruencia enorme. A mis mentores en este camino astronómico: Rafa, Alex y mención especial para Juan quien me ha llevado poco a poco y me ha ayudado a resolver muchas dudas. También a mis sinodales Macario e Illie por sus observaciones y ayuda en el presente trabajo.

De antemano una disculpa a aquellos que no figuran aquí por mi mala memoria, también son parte de.

Introducción

*La pequeñez aparente del
astro se debe a la debilidad
de nuestra vista.*

Práxedes G. Guerrero

El propósito de esta tesis es la de mostrar un entendimiento del campo astronómico de las estrellas Variables Cataclísmicas y exponer, de manera particular, como se realizan las observaciones, reducción de datos y análisis de una de ellas, de las cuales realicé yo mismo la mayor parte (excepto las observaciones) como parte de este trabajo. Para comenzar, hago aquí una reflexión sobre la relación entre la Tierra y el Universo y posteriormente describo, en esta introducción, el contenido de los capítulos de la tesis.

Desde tiempos remotos, la observación del cielo nocturno ha maravillado al ser humano, pues es un espectáculo que presenta una belleza estética inigualable. Su estudio nos ha permitido conocer de manera fundamental diversos elementos del universo, desde la constitución de nuestro Sistema Solar y el lugar de la Tierra dentro del mismo, el lugar que nuestro Sol ocupa en nuestra galaxia, así como el conocimiento de que hay miles de millones de galaxias en un universo en expansión.

En particular, dentro de este estudio a nivel local, que podríamos llamar el estudio del sistema solar, intervienen otras disciplinas, a nivel geográfico,

filosófico y teológico e incluso práctico que han ayudado a establecer sistemas calendáricos, que cumplen con una función que aborda tanto lo social como el funcionamiento agrícola, por citar sólo un ejemplo.

Para quienes habitamos una ciudad como la nuestra-- con grandes concentraciones de población, donde la convivencia y la vida diaria se hacen cada vez más difíciles debido al hacinamiento y la contaminación -- el espacio y las condiciones para apreciar un cielo nocturno se han perdido en el resplandor de una absurda contaminación lumínica. La observación adecuada de una noche estrellada se realiza ahora en sitios apartados de las grandes urbes, como es el caso del observatorio mexicano más importante, el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir (OAN-SPM) en el municipio de Ensenada, Baja California, donde la calidad de las condiciones meteorológicas y la estabilidad de la atmósfera local hacen de dicho lugar, uno de los lugares de observación astronómica más importantes y reconocidos a nivel mundial.

El presente trabajo trata del estudio de las Estrellas Variables Cataclísmicas, un tipo de estrellas binarias interactivas que, como veremos más adelante, están en las últimas etapas de su evolución. Tocaremos algunos conceptos de orden general y nos concentraremos en el análisis de los resultados obtenidos para el caso de un solo ejemplo de este tipo de estas estrellas cuyo estudio es complejo y de particular interés. Como parte de este trabajo estableceremos primero algunas bases que marcan la relación entre dos ciencias, la Astronomía y la Geografía, que parecieran ahora muy alejadas entre sí, pero que sin embargo tienen aspectos en común. De hecho, aunque en un principio ambas disciplinas

tenían mucho en común, hoy en día la Geografía se ha orientado de manera muy particular a la Tierra y su relación con el ser humano. Esto podría considerarse ambiguo y ha sido motivo de diversas discusiones para avanzar en una propuesta que defina mucho mejor a esta ciencia. El inicio del presente trabajo busca encontrar puntos que, a través de un tema como la Astronomía Estelar, puedan establecer una relación común entre ésta última y la Geografía, lo cual se describe brevemente en el primer capítulo.

En la actualidad, prácticamente para cualquier estudio astronómico se hace necesario estudiar el fenómeno de la luz que emite un determinado objeto, ya que ésta es casi la única fuente de información sobre el comportamiento y características de cualquier astro. La información que la luz nos puede brindar sobre cada uno de los astros incluye su composición química, su velocidad en el espacio, su masa, su distancia, entre otros. Existen varios campos que abordan el estudio de la luz, para obtener los datos que nos interesa encontrar en las Variables Cataclísmicas, utilizaremos principalmente dos técnicas del estudio de la luz: la Espectroscopía y la Fotometría. Estas técnicas se describirán en el segundo capítulo.

En el tercer capítulo entramos de lleno en el tema de estudio del presente trabajo, las Variables Cataclísmicas, que son un tipo de estrellas binarias muy cercanas que están interactuando por la transferencia de material entre ellas. En primer lugar se describen de manera somera los tipos de estrellas binarias, posteriormente nos enfocamos en un tipo particular de binarias, las Variables Cataclísmicas. Es importante mencionar que alrededor del 70% de estrellas de nuestra galaxia son

binarias, mientras que el resto son estrellas como nuestro Sol, es decir que se encuentran en solitario. Las Variables Cataclísmicas son un tipo de sistemas binarios que se caracterizan por tener una enana blanca como estrella primaria y una enana roja como estrella secundaria. Ambas se encuentran ligadas entre sí debido a la fuerza de atracción gravitacional que ejerce cada una sobre la otra, además de que la secundaria le transfiere material a la componente primaria.

En el cuartocapítulo, como ejemplo del trabajo de investigación que se realiza en este tipo de objetos, se describen las observaciones obtenidas para la estrella PNV Aql, la manera en que se procesan y analizan los datos obtenidos mediante esas observaciones, la mayor parte de las cuales se hicieron durante la única erupción conocida en este objeto. Cabe aquí notar que para obtener dichas observaciones, procesarlas y efectuar su análisis se han empleado diversas herramientas de software especializado que están a la disposición de la comunidad astronómica.

En el quinto capítulo hacemos una interpretación de dicho análisis y mostramos los resultados principales. Es en estos capítulos donde entramos de lleno en el estudio de nuestro objeto, que está basado en observaciones realizadas en el OAN-SPM en el año 2013.

En las conclusiones se abordan las diferentes propuestas e interpretaciones que damos con respecto al objeto analizado, PNV Aql. Una de las aportaciones de este trabajo consiste en proponer una nueva categoría entre las estrellas novas. Por otro lado, respecto a la relación entre la Geografía y la Astronomía, se lanza la

propuesta de que la primera retome como parte de ella a la segunda, sobre todo en el aspecto de difusión y divulgación de los conocimientos a un nivel entendible para aquellos que no se especializan en los mismos.

Capítulo 1

Cosmografía Geográfica. Una relación difícil entre dos ciencias

La relación entre la Geografía y la Astronomía es algo complicada y hasta cierto punto, difícil de entender. En el imaginario popular se piensa que ambas están de alguna manera relacionadas debido, entre otras cosas, a que desde pequeños, en la educación básica, a muchos de nosotros se nos ha enseñado la posición que ocupa nuestro planeta en el Sistema Solar y la relación que tiene tanto con el Sol, como con otros planetas y la Luna como parte integral de la materia de Geografía. A pesar de que esta enseñanza no es algo propiamente “geográfico”, sí forma parte de una educación integral que, en los niveles básicos, ha tomado como propia la Geografía. Sin embargo es importante -- mucho más hoy en día con los cambios en los planes de estudio a todos los niveles y que en el caso de la Geografía ha implicado una reducción de los temas que estudiaba antaño -- que de alguna manera se rescate esa relación ambigua en muchos sentidos entre una y otra ciencia.

Una de las intenciones de este trabajo es relatar someramente dicha relación desde la perspectiva histórica, que es muy importante y enriquecedora, hasta la que hoy en día podría considerarse como la frontera de encuentro entre ambas disciplinas. Es sumamente difícil hablar de esto último, sobre todo ahora que la

especialización excesiva ha implicado la división del conocimiento y de la ciencia en ramas muy particulares del saber; es por ello que para muchos el tratar de hablar de una relación clara entre Geografía y Astronomía es algo arcaico, de cuando estas especialidades compartían labores tan importantes como la determinación de coordenadas geográficas y de la hora local.

Probablemente un punto de encuentro entre ambas sería la Cosmografía, ya que durante mucho tiempo hubo cierta confusión entre las tres disciplinas, Astronomía, Geografía y Cosmografía, sobre todo antes de que cada una estuviera propiamente definida.

1.1 Un acercamiento histórico

Para Ortega (2000) —la historia de la Geografía se ha contemplado como la historia de los viajes, de los descubrimientos, de la Cartografía y representación gráfica de la superficie terrestre, del saber astronómico y cosmográfico, entre muchos otros aspectos.” De la cita anterior podemos darnos una idea de la estrecha relación que en algún momento tuvieron estas tres disciplinas, a pesar del distanciamiento que pareciera ir acrecentándose conforme pasa el tiempo.

En la Grecia antigua, de la que el pensamiento Occidental toma las bases para establecer el conocimiento científico, no existía como tal un claro establecimiento de los objetos de estudio de las diversas disciplinas. Es por ello que muchos de los antecedentes de las ciencias hoy en día, retoman aspectos que no sólo pertenecen a ellas. Ese es el caso de la Geografía y de la Cosmografía.

El origen de la palabra Cosmografía proviene del griego kosmos (*κοσμος*), Mundo, Universo y graphía (*γραφη*), descripción, estudio o tratado. Al hablar de ella, es inevitable hacer referencia a Claudio Ptolomeo quien dio este nombre como título a su obra en el siglo II d.C.

Pero no sólo los griegos sino también los árabes hicieron uso de los conocimientos Ptolemaicos para aportar diversos datos de importancia sobre la esfera terrestre tales como el establecimiento del concepto y medición de coordenadas geográficas a partir de observaciones astronómicas (Ortega, 2000).

Para Sobreira (2012) una concepción del Universo o del Mundo, en la actualidad, debe comprender todos los fenómenos físicos conocidos, muchos de los cuales no se presentan de una manera organizada o armónica sino que involucran transformaciones de elevadas cantidades de materia y energía tales como los hoyos negros, quásares, supernovas y demás espectáculos del universo.

1.1.1 Coordenadas Terrestres y Celestes

Un primer punto de encuentro entre la Astronomía y la Geografía es sin lugar a dudas el sistema de coordenadas que se identifica con cada una, es decir para el caso de nuestro planeta las Coordenadas Terrestres, mientras que para el caso de la bóveda celeste las Coordenadas Celestes. Podemos decir que ambas tienen por objeto la localización de un determinado punto. En el caso de la esfera terrestre, es necesario conocer dos coordenadas para ubicar un lugar en ella; estas son la *Latitud* y la *Longitud*. Ambas son distancias angulares; la primera se mide a partir del *Ecuador* hacia los Polos y va de 0° a 90° al Norte o Sur; la segunda se

mide de 0° en el *Meridiano de Greenwich* hasta los 180° al Este u Oeste. Generalmente estos conceptos son tratados, aunque sea de manera muy general, en los distintos niveles educativos, por lo que su concepción no está tan alejada del imaginario popular, por lo que aquí sólo recordamos la manera en que se miden esas coordenadas.

Las Coordenadas Celestes requieren un proceso un tanto más complejo de abstracción, debido a que no es algo con lo que estemos acostumbrados a lidiar. Antes de abordar de lleno el concepto de las Coordenadas Celestes, es preciso dejar en claro lo que es Esfera Celeste: una esfera de radio infinito en cuyo centro se encuentra la Tierra, y en cuya superficie se encuentran los astros. En este caso *infinito* significa *mucho más grande que la Tierra*. Es decir, es un globo imaginario que se encuentra rodeando a la Tierra, como si ésta se expandiera, conservando su eje de rotación, sobre la que podemos colocar meridianos, paralelos y dos polos. (Figura 1.1¹).

¹http://atenea.pntic.mec.es/Antares/modulo1/m1_u102.html

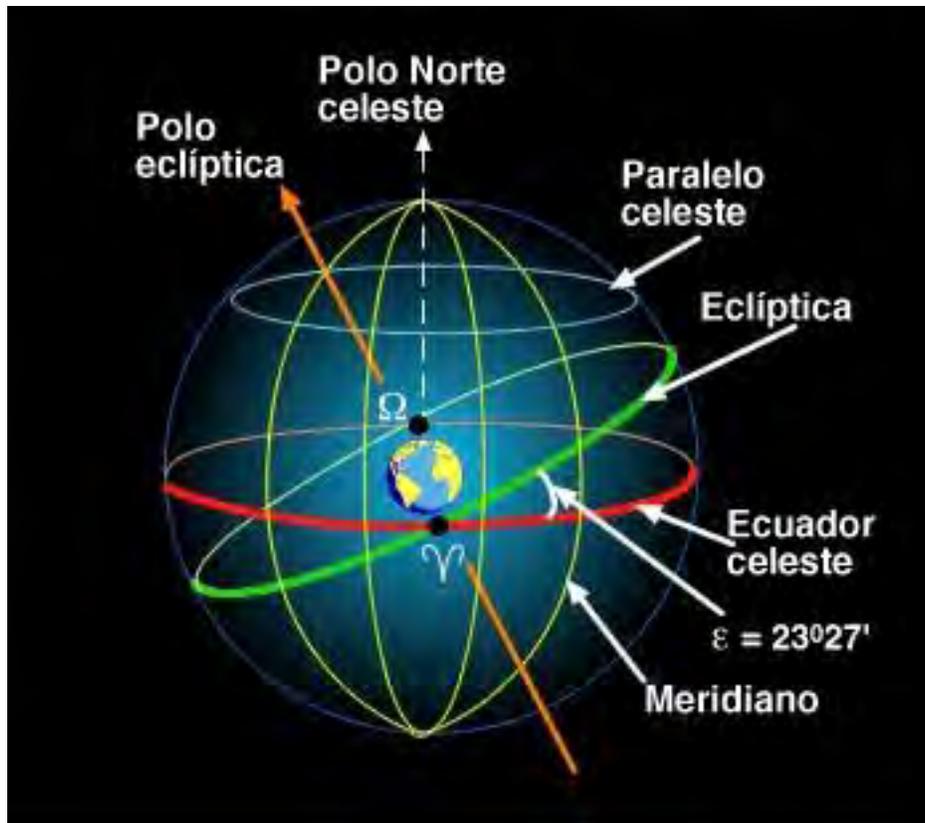


Figura 1.1 Elementos de la Bóveda Celeste tales como los Polos Celestes, Meridiano, Paralelo Celeste, entre otros, así como nuestro planeta.

1.1.2 Diferentes palabras para un mismo concepto, Cosmografía

La palabra Cosmografía ha sido utilizada en muchos sentidos, e incluso modificada, en cuanto a su campo de estudio, con respecto a otras ciencias. En el siglo XIX, “es objetos de estudio de la Cosmografía, se equiparaban a los de Astronomía, Geografía, Cartografía y Náutica siendo confundidos con los conocimientos científicos de ellas” (Sobreira, 2012).

Posteriormente a finales de ese siglo y la primera mitad del XX, la Cosmografía se fue convirtiendo en una disciplina escolar que en algunos casos divulgaba los conocimientos propios de la Astronomía y en muchos otros sólo se hacía como parte de los contenidos propios de la Geografía. Dicha situación no es muy lejana a la Geografía que se enseña hoy en día, ya que es bien conocido el papel de ésta, únicamente como materia escolar, dejando de lado sus capacidades para analizar y efectuar estudios de muy diversa índole y no solamente como una materia meramente descriptiva.

La Cosmografía Geográfica aborda el estudio desde la concurrencia de los conocimientos propios de cada una de estas disciplinas y sus repercusiones en la vida social tratando de no influir en el campo de estudio muy particular que tienen tanto la Astronomía como la Geografía. Lo que se intenta es en cierta medida conciliar eso que en muchas ocasiones parece ser una invasión por parte de la Geografía hacia la Astronomía (o viceversa), hacer que esa separación que ha alejado y enfocado a cada una a objetos de estudio cada vez más particulares tenga un punto de encuentro, sin que esto signifique que se tengan que hacer a un lado las particularidades de sus respectivos estudios.

1.1.3 La Cosmografía a través del tiempo

A partir del momento en que se comienza a hablar de ella, la Cosmografía, ha adoptado objetos de estudio muy variados. De la misma manera, ha sido posible identificar diversos estadios según el periodo histórico del que se trate. En un primer momento, podríamos mencionar una Cosmografía de la

antigüedad, caracterizada por los aportes de los griegos en diferentes ramas del saber, para el caso particular tendríamos a la Astronomía, la Cosmografía y la Geografía de las que las dos últimas Ptolomeo se encargó de difundirlas en obras homónimas. Además de él -- es importante mencionar -- probablemente el primero en hacer estudios sobre las dimensiones de la Tierra fue Eratóstenes (276-196 a.C.); por su cuenta, Estrabón elaboró un estudio que de cierta manera sistematizaba los conocimientos geográficos de la época.

Un segundo periodo de la Cosmografía, al que es importante aludir, podría encontrarse en la época medieval, cuando los aportes más importantes vinieron de culturas como la árabe. Esta Cosmografía Medieval surge como resultado de la Astronomía Islámica, mientras que ésta a su vez se fundamenta en la Astronomía Ptolemaica, aquella que suponía el modelo Geocéntrico como la explicación más válida del Universo observable. Si bien en el periodo de la Cosmografía Clásica se puede hablar de cierta confusión o no tener una línea divisoria muy clara entre ésta y la Geografía, en la Cosmografía Medieval ya hay una separación entre los conocimientos de ambas disciplinas. Ejemplo de ello es que por un lado, para lo que podría ser denominado Geografía, los estudios comienzan a centrarse en aspectos como la medición de las dimensiones de la Tierra, la elaboración de mapas más precisos y la delimitación de límites territoriales; por otra parte, la Cosmografía trata de tomar un camino diferente que ya contempla algunos observatorios en lugares del Oriente Medio, así como el desarrollo de instrumentos de medición como la brújula y el astrolabio (Sobreira, 2012).

Para el conocimiento Occidental es importante la llegada de la Edad Moderna, ya que es entonces cuando una gran parte de los descubrimientos y aportaciones en la gran mayoría de las áreas del conocimiento toman fuerza y sirven de base para posteriormente poder hablar de la Ciencia como un concepto bien definido. En el caso particular de la Cosmografía y la Geografía, existen diversos personajes vinculados históricamente a estos campos, que además de que sus aportaciones son de sobra conocidas, son retomados hoy en día por ambas ciencias para explicar algún aspecto tanto del desarrollo como del objeto de estudio de esas disciplinas. Como ejemplo de lo anterior, podemos destacar a Nicolás Copérnico(1473-1543) quien propuso el sistema Heliocéntrico que básicamente postula la idea sobre la posición del Sol al centro del Universo y los planetas que se encuentran girando a su alrededor. Dicha teoría fue posteriormente perfeccionada por Johannes Kepler (1571-1630), quien junto con Galileo Galilei (1564-1642) e Isaac Newton (1643-1727), colaboró para que el conocimiento astronómico se sistematizara y diera lugar a una ciencia que, como tal, pudiese demostrar sus interpretaciones a los fenómenos celestes observados. Ilustraciones de los modelos geocéntrico y heliocéntrico se muestran en la Figura 1.2².

²https://www.staff.science.uu.nl/~gent0113/cellarius/cellarius_plates.htm

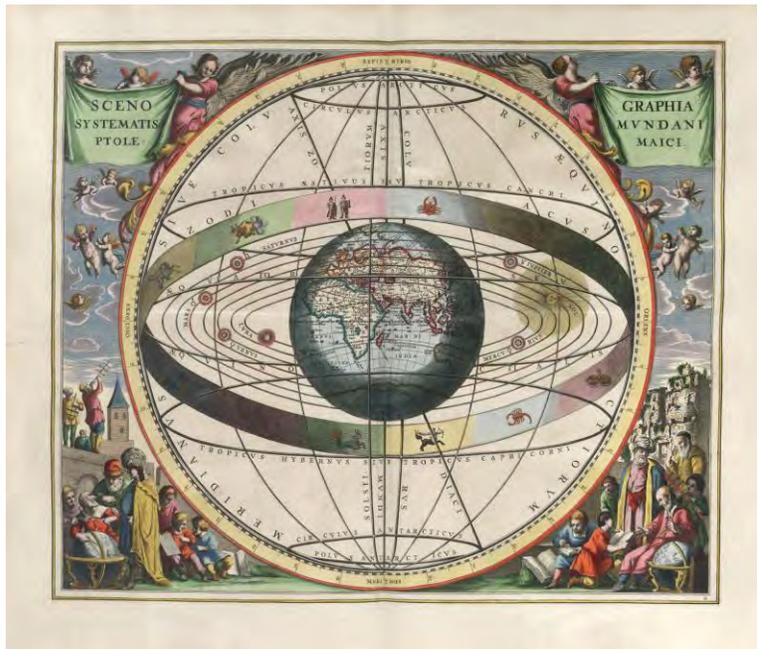
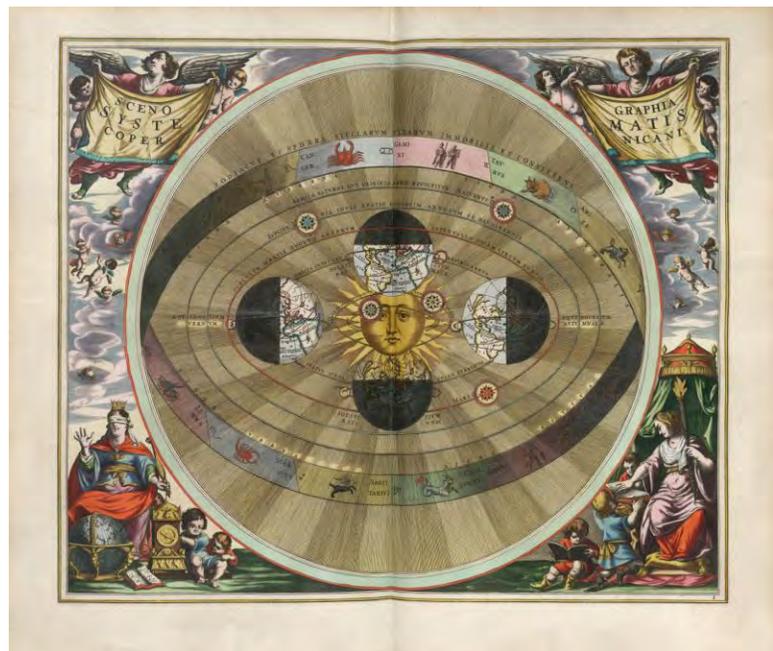


Figura 1.2 Ilustraciones del Atlas *Coelestis seu Harmonia Macrosmica* (1661) de Andreas Cellarius que muestran la Teoría Geocéntrica de Claudio Ptolomeo (izquierda) y la Heliocéntrica de Nicolás Copérnico (derecha).



Un denominador común de muchos estudios en ese periodo, es el papel preponderante que se le otorga a la Tierra por encima de otros factores, ejemplo de ello ocurrió en su momento con la teoría Geocéntrica. De manera análoga, la

Cosmografía se veía de alguna manera como un sinónimo de la Geografía en muchas ocasiones o en su defecto como disciplinas que se entremezclaban debido a esa falta de claridad de cada una.

Si bien existió un vínculo histórico entre la Cosmografía y la Geografía, éste ha ido desapareciendo poco a poco debido a la cada vez mayor especialización en la ciencia. Sin embargo, en una acepción amplia de sus objetos de estudio y según la propuesta que hace Sobreira (2002), sí es posible encontrar un punto de encuentro para la enseñanza de aspectos astronómicos desde la Geografía, como se menciona más adelante. Con el surgimiento de ciencias mucho más específicas en su campo de estudio tales como la Geología, la Geodesia, la Astronomía Estelar entre otras, los estudios más amplios fueron decayendo con el paso del tiempo dejando su lugar para los estudios más especializados. De la misma manera es importante el establecimiento de la Cartografía como ciencia independiente a partir de finales del siglo XIX y principios del XX y que en otra época coexistió junto a la Geografía y la Cosmografía. Por otro lado, el establecimiento en Francia de la Geografía como una ciencia predominantemente descriptiva, también influyó para que los conocimientos cosmográficos sólo fueran incluidos como parte de una enseñanza enciclopédica en los contenidos geográficos de diversos libros, lo que tomó mucho más fuerza después de la publicación del libro de Humboldt, *Cosmos. Ensayo de una descripción física del mundo*, ya que es a partir de esta publicación que la Cosmografía y la Astronomía se vinculan mucho más con la enseñanza de la Geografía.

1.2 Una propuesta conciliatoria

Una idea medular en este aspecto es retomar la propuesta de Sobreira (2012), quien propone el rescate de la Cosmografía, sobre todo porque durante gran parte del siglo XX, de manera más especial en las últimas décadas, ésta fue siendo relegada por los distintos avances de las diferentes ciencias que fueron necesitando de subdivisiones y especializaciones de las diferentes áreas que se ocupan de las ciencias celestes y las ciencias de la Tierra. Para esa reivindicación de la Cosmografía, es necesario que se establezcan puntos de encuentro entre ésta y la Geografía, sin alterar sus propios conocimientos ni forzando dicha colaboración.

En el presente trabajo, se pretende abordar esta cuestión tomando como ejemplo inmediato un tipo de estrellas muy particulares. La idea aquí sería poder llevar un conocimiento muy particular del campo de la Astronomía, como son las Variables Cataclísmicas, hacia otros como la divulgación o la enseñanza desde el campo geográfico. Otro propósito es que ese campo del conocimiento que pareciera ser exclusivo de los estudios en Astrofísica, pueda ser aprovechado por un sector mucho más amplio, pueda llegar a un mayor público y no dejarlo en unos cuantos afortunados que conocen sobre lo que sucede más allá de nuestro dominio inmediato, de lo que la simple vista nos puede ofrecer.

Capítulo 2

La importancia del análisis de la luz

La Luz se encuentra presente en una gran cantidad de procesos tan cotidianos pero al mismo tiempo tan complejos como la fotosíntesis, aquel que convierte la luz del Sol en energía química y que realizan las plantas. Ello requiere invariablemente de su presencia para poder llevarse a cabo, pero no es el único. En el campo de la astrofísica, es la principal fuente de información para entender los procesos que acontecen en nuestro Universo, utilizando para ello diversas herramientas, tales como los telescopios y los instrumentos que se añaden a ellos como los espectrógrafos y fotómetros; así como otro tipo de aparatos sensibles a otras frecuencias y diferentes a las de la luz visible. De esta manera es posible comprender de una mejor manera aspectos como el origen, desarrollo y posible destino de nuestro Universo (Ísita, 2015).

Históricamente, en el intento por explicar y entender el fenómeno de la luz, se han desarrollado diversas teorías sobre su comportamiento y su composición. Entre las más importantes se pueden mencionar la teoría ondulatoria y la corpuscular (esta última basada en experimentos e ideas que llevaron al desarrollo de la teoría de la mecánica cuántica). Cada una ha abonado en su momento a la mejor comprensión sobre la constitución de la luz.

La teoría ondulatoria entiende a la luz como una onda electromagnética que se propaga de manera indefinida en el espacio, a través de la generación de campos magnéticos, que a su vez generan campos eléctricos y viceversa. Por otro lado, la teoría corpuscular entiende el fenómeno de la luz como un conjunto de partículas que carecen de carga eléctrica y de masa, denominados fotones.

Al hacer referencia a la luz, es necesario mencionar que ésta es mucho más de lo que vemos: en un principio se pensó a la luz sólo como la parte que detecta el ojo, es decir la luz visible. Más adelante, con el desarrollo de detectores en otras longitudes de onda, se descubrió que la luz abarca un intervalo de longitud de onda enorme, y existe radiación electromagnética desde lo que conocemos como los Rayos Gama hasta las longitudes de radio. A este espectro de radiaciones le llamamos espectro electromagnético.

En este capítulo mostramos que la trascendencia del estudio de la luz radica en que para la ciencia astronómica, a diferencia de otras ciencias, no es posible hacer experimentos directos con nuestro objeto de estudio—salvo ciertas excepciones como alguna partícula o un pedazo de materia del espacio que podamos obtener (meteoritos, muestras de la Luna, por ejemplo)-. Dependemos completamente de las señales que llegan a nosotros que provienen fuera de nuestra órbita terrestre, es decir, dependemos de la luz, para entender el comportamiento y la constitución de los astros y demás cuerpos celestes. Es decir, la astronomía es una ciencia fundamentalmente observacional y poco experimental.

El análisis del espectro electromagnético nos permite obtener información muy importante de los objetos celestes como su composición química, temperatura, rapidez con la que se aleja, velocidad de rotación, entre otros parámetros físicos fundamentales. Esto se aplica a objetos desde el Sistema Solar, la Galaxia, otras Galaxias; en fin de todo aquello que forma parte del Universo y que emita luz.

Entre los diversos aparatos que son utilizados para estudiar la luz, nosotros empleamos para este trabajo el espectrógrafo y el fotómetro. La luz que llega de un astro se descompone en diferentes colores a través de una rejilla de difracción (como si fuera un arcoíris), y forma lo que llamamos un espectro. Este está compuesto de un continuo de luz, así como en el caso de las estrellas normales, de líneas oscuras que están asociadas, cada una de ellas, a una transición particular de un elemento químico, como por ejemplo el Hidrógeno. En un laboratorio podemos reconocer que cada elemento químico que conocemos en la Tierra tiene espectros exclusivos, como si fuera un sello particular, con un conjunto de líneas cuya secuencia no se repite en ningún otro elemento. Del análisis completo del espectro de los objetos celestes, podemos entonces conocer su composición química.

Aunado a lo anterior, el color de la luz proporciona información sobre la temperatura que tiene un objeto y, en algunos casos, sobre su edad aproximada. De manera general podemos afirmar que una estrella roja es fría y, probablemente, de edad avanzada; una estrella amarilla sería el punto medio en cuanto a temperatura y edad y una estrella azul sería posiblemente una estrella joven y con razonable seguridad más caliente que las otras. También a partir de la

calibración del espectro luminoso podemos conocer la velocidad a la que un objeto determinado se está alejando o acercando al observador (véase la sección 2.4) (Chicana, 2015).

2.1 El espectro electromagnético

Para comprender la importancia de la luz en el ámbito astronómico, es necesario entender su relación con el espectro electromagnético. Para ello haremos referencia a dos personajes que impactaron enormemente este campo, a partir de la formulación de distintas teorías en la segunda mitad del s. XIX y primera del XX.

El primero es James Clerk Maxwell, físico y matemático escocés quien en 1865 propuso, en su teoría electromagnética de propagación de la luz, que ésta se compone por dos campos: el magnético y el eléctrico (Figura 2.1³). Ambos oscilan uno respecto al otro propagándose por el espacio formando una onda electromagnética que viaja a la velocidad de la luz” (Ramírez Jiménez y Miranda Blancas, 2015).

³https://lilemus.files.wordpress.com/2014/07/cielo-onda_electromagnetica-700x413.jpg

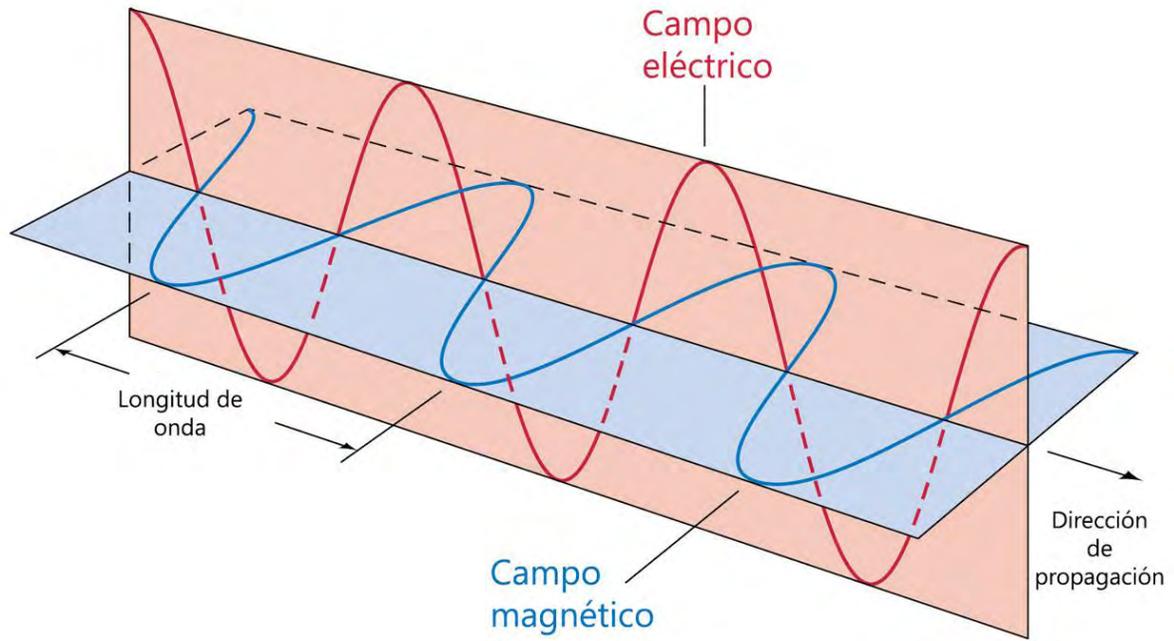


Figura 2.1 Campos de la propagación de la luz: Campo magnético (azul) y Campo eléctrico (rojo).

Posteriormente, el famoso Albert Einstein en 1905 y 1915, propuso las teorías del efecto fotoeléctrico y de la incorporación de la luz en la Cosmología mediante la relatividad general. Es a partir de estas y otras teorías sobre la luz, que hoy en día sabemos que las ondas electromagnéticas viajan aún sin tener un medio físico, tal como el agua o el aire, para hacerlo.

De las varias regiones que componen el espectro electromagnético(Figura 2.2), tan sólo una mínima parte es visible para el ojo humano, comúnmente denominada *luz*; el resto no son visibles para nosotros, ya que el ojo no es sensible a esas longitudes de onda.

La longitud de la onda (λ), es la distancia que existe entre dos valores, ya sean máximos o mínimos (crestas); mientras que la frecuencia (ν) es el número de ondas que pasan por un punto determinado en un intervalo de tiempo, comúnmente un segundo. El producto de la longitud por la frecuencia, es una constante que es el de la velocidad de la luz en el vacío, 2.9979×10^8 m/s (Ramírez Jiménez y Miranda Blancas, 2015). Para el estudio astronómico del Universo este aspecto es de suma relevancia, ya que la frecuencia no depende de los medios en los que viaje. En otras palabras, es posible observar la radiación de un objeto y preservar la información original, a pesar de que éste haya viajado por lugares con diferentes composiciones, temperaturas y densidades.

La luz emite en una amplia región del espectro electromagnético (Figura 2.2⁴). Por ejemplo, la luz del Sol emite intensamente en la región infrarroja, la visible y la ultravioleta. En la Tierra recibimos casi únicamente la que se encuentra en la región visible. Esto se debe a que nuestra atmósfera absorbe o bloquea la mayor parte de las radiaciones en otras frecuencias y sólo permite el paso a la luz visible, a algunas bandas en el infrarrojo y las ondas cortas de radio (Ramírez Jiménez y Miranda Blancas, 2015).

Para el caso de los telescopios ópticos, la razón de que se ubiquen en lugares altos es debido a que de esa manera pueden captar mucho más luz y así obtener imágenes mucho más claras de los diversos fenómenos del Universo. Así pues los telescopios que captan radiación infrarroja no óptica, rayos X o rayos Gamma, se colocan fuera de la atmósfera terrestre en órbita alrededor de la Tierra o del Sol.

⁴<http://www.alfalite.com/wp-content/uploads/2014/08/espectro-luz-visible.png>

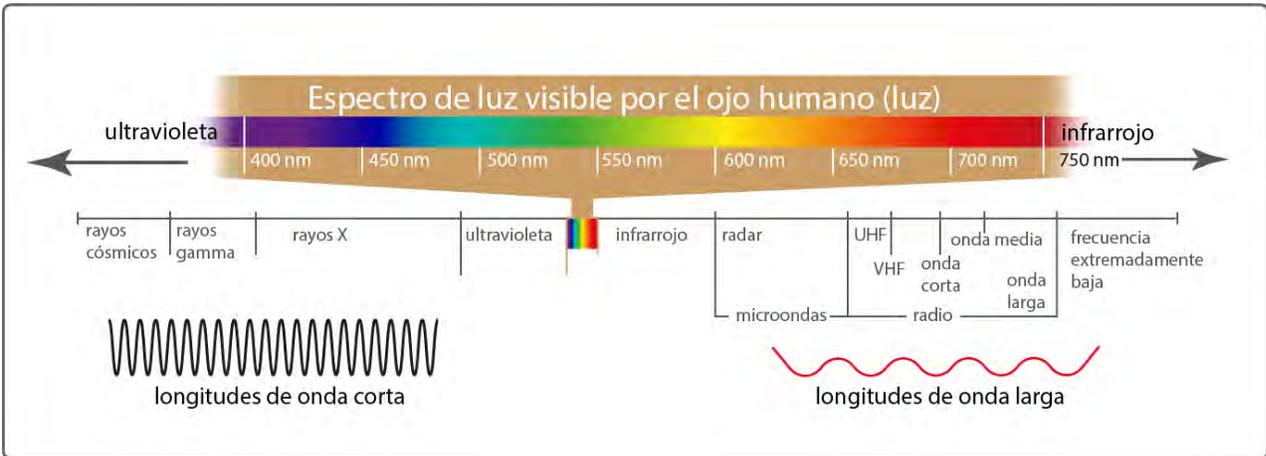


Figura 2.2 El Espectro electromagnético.

2.2 Espectroscopía

La Espectroscopía se refiere al estudio de la radiación electromagnética a lo largo de un intervalo de longitudes de onda. Aunque en un principio los estudios espectroscópicos se centraban únicamente en la parte que corresponde a la luz visible, éste se fue expandiendo hasta comprender cualquier tipo de radiación de las que hemos mencionado.

El espectrógrafo descompone la luz de un cierto objeto, como se ha mencionado más arriba, para poder determinar las distintas propiedades físicas de dicho objeto. Como resultado de un análisis espectroscópico a un objeto determinado, se obtiene una curva de intensidad como función de longitud de onda llamada espectro o distribución espectral de energía (González, 2010). De ese espectro pueden inferirse varias propiedades físicas del objeto, como la temperatura del mismo.

Una parte importante en el estudio espectroscópico, radica en el aprovechamiento del *efecto Doppler*, a través del cual es posible determinar la velocidad con la que el objeto estudiado se aleja de nosotros (Sección 2.4, abajo).

2.3 Fotometría

Para realizar estudios confiables basados en la radiación luminosa de los objetos, hace falta algo más que meras imágenes, es necesaria una parte cuantitativa que nos permita medir la intensidad de radiación de aquellos. Es cuando comenzamos a responder las preguntas de manera cuantitativa, cuando la astronomía observacional puede llamarse una ciencia (Romanishin, 2006).

La parte más importante que podemos medir de cualquier astro es la cantidad de energía que recibimos del mismo. A las cantidades de radiación electromagnética se les denomina flujo y la rama de la astronomía que se encarga de su estudio es la fotometría. Cuando las mediciones del flujo de radiación electromagnético se combinan con otro tipo de mediciones, también obtenidas a partir de la luz, como la distancia a la que nos encontramos de un objeto, obtenemos otros datos como el total de energía que emite un objeto -- luminosidad--, su tamaño, temperatura, entre otras propiedades físicas. (Romanishin, 2006).

Esta rama astronómica, la fotometría, se refiere a la técnica que se emplea para medir la intensidad de la radiación que llega a nosotros de los objetos celestes (Ramírez-Torres, 2009). En otras palabras lo que le interesa estudiar a la fotometría es el brillo de los diferentes astros.

Para establecer la magnitud de una estrella (escala de su brillo), los griegos--más específicamente Hiparco de Nicea en el siglo 2 a.C.-- definieron una escala de seis niveles, según la cual la estrella más brillante a partir de observaciones visuales sería de magnitud uno, mientras que para la estrella menos brillante la magnitud sería seis; esta clasificación se basaba únicamente en las observaciones de estrellas a simple vista por lo que con el transcurso de los años y con los avances científicos la mencionada clasificación ha sido insuficiente y ha aumentado considerablemente para poder contemplar objetos que son imperceptibles sin el uso de aparatos más sofisticados. Aunque la aportación helénica sigue siendo la base, en 1856 el astrónomo británico Norman Pogson sentó las bases de un sistema que lleva su nombre, *Escala Pogson*, en el que estableció que la diferencia entre una estrella de primera magnitud y una de sexta es de alrededor de cien veces más brillante para la primera con respecto a la última. Esta escala funciona de manera logarítmica, lo que quiere decir que un cambio de magnitud representa una diferencia en el brillo de alrededor de 2.512 veces debido a que el ojo funciona también de manera logarítmica. Actualmente existen estrellas con una magnitud negativa, siendo el Sol la más brillante con una magnitud de -27.

Para el caso de las variables cataclísmicas, existen fundamentalmente dos tipos de fotometría, la que se hace a partir de la observación visual, con ayuda de algún telescopio pequeño, y la que se realiza con una cámara dotada con un CCD que, en principio y con un buen uso de ésta, puede dar una buena cantidad de datos de utilidad científica (Beck, Henden & Templeton, 2015).

2.3.1 Fotometría con un CCD

El CCD (ChargeCoupledDevice, por sus siglas en inglés) es un tipo de dispositivo óptico-electrónico utilizado para poder registrar los fotones emitidos por alguna fuente de luz. Estos fotones son convertidos en impulsos eléctricos para que puedan ser contabilizados, es así que cuanto más luminoso sea el objeto, tanto mayor será el número contabilizado (Echevarría, 2002). Un CCD (dispositivo de acoplamiento de carga) está compuesto por un chip de silicón que es sensible a la luz y que se encuentra fragmentado electrónicamente en una gran cantidad de pequeñas piezas llamadas pixeles y los datos que se obtienen consisten en que el dispositivo mide la cantidad de luz que cae en cada pixel. Posteriormente traducirá la información obtenida y la transformará en una imagen, que a través de una computadora será leída, medida, comparada y analizada.

La mayoría de los astrónomos modernos, pasan más tiempo sentados frente al monitor de una computadora que realizando observaciones con un telescopio, ya sea este uno muy básico o uno en un gran observatorio astronómico. Esto se debe a que es necesaria una gran cantidad de tiempo para trabajar los datos obtenidos a partir de la observación de la bóveda celeste. A este trabajo se le llama, reducción de datos y consiste en el uso de software especializado que realiza el análisis de los números obtenidos con un determinado CCD.

2.4 Velocidad radial

La velocidad radial de un cuerpo respecto al observador es aquella con la que el cuerpo se acerca o aleja del observador. Por convención, la velocidad radial es

negativa cuando el cuerpo se acerca y positiva cuando se aleja del observador. Así por ejemplo, la velocidad radial de una estrella es aquella con la que la estrella se aleja o acerca al observador. Se mide mediante el Efecto Doppler en la luz, que es similar al que ocurre en el sonido. La mejor representación del efecto Doppler del sonido y el ejemplo más común suele ser lo que ocurre con el sonido de la sirena de una ambulancia que está en movimiento y que, conforme se acerca a un determinado observador, este lo escucha más agudo, mientras que al irse alejando lo escucha más grave. De manera similar, en la luz sucede que cuando ésta es producida por una fuente que se va acercando a un observador, éste verá el espectro de esa luz corrido hacia el azul, por el contrario, si el observador y la fuente luminosa se alejan entre sí, aquel verá el espectro corrido hacia el rojo. De la misma manera, esto se puede apreciar en los espectros estelares, por el cambio de longitud de onda en las líneas espectrales de las estrellas. Ese cambio está relacionado con velocidad radial mediante la ecuación no relativista:

$$\Delta\lambda/\lambda = v/c$$

donde $\Delta\lambda$ = es la longitud de onda observada λ_{obs} menos la del laboratorio λ_0 , es decir la longitud de onda en reposo.

Un elemento importante para la espectroscopía astronómica, fue la introducción y el uso de la fotografía en este campo. A partir de ahí, el estudio de las velocidades radiales fue cuantificable con un buen grado de exactitud (Heintz, 1978).

En la actualidad, la astronomía hace uso de la medición de la *velocidad radial de estrellas o espectroscopía Doppler* con diversas aplicaciones, entre las que destacan la detección de exoplanetas⁵ o planetas extrasolares, y el estudio de las estrellas binarias, del que es posible determinar, entre otras cosas, la masa de las estrellas.

Para el caso de las Variables Cataclísmicas, el cálculo de los parámetros de velocidad radial se realiza para una órbita circular y no excéntrica, ya que las fuerzas de marea entre estos sistemas binarios tan cercanos circularizan rápidamente sus órbitas (Zhan 1966). De este modo la ecuación que gobierna la curva de velocidad radial es:

$$V(t) = \gamma + K \sin [2\pi(t - \text{HJD}_0) / P_{\text{orb}}],$$

donde $V(t)$ es la velocidad radial observada en el tiempo t (el momento de la observación), γ es la velocidad sistémica (es decir la velocidad radial del centro de masa de la binaria), K es la semi-amplitud de la curva de velocidad radial, HJD_0 es la fecha juliana heliocéntrica de la conjunción inferior de la secundaria (la estrella roja de secuencia principal) y P_{orb} es el período orbital de la binaria, en días. En el capítulo IV usaremos esta ecuación, con un método particular de análisis, para calcular los cuatro parámetros libres de esta ecuación.

2.5 Análisis de frecuencias de curvas de luz

La principal herramienta para estudiar periodicidades en las curvas de luz es el espectro de potencias, el cual se calcula vía diferentes métodos como el Análisis

⁵ Planetas que orbitan una estrella.

de Variancia o el de Fourier (Vanmuster 2014). Se trata de un análisis de frecuencias en donde la frecuencia más repetitiva sobresale de entre los datos en un espectro de frecuencias, que da origen al nombre espectro de potencias o *powerspectrum* (por su nombre en inglés). Una búsqueda de estas señales periódicas se realiza al aplicar una transformación de Fourier a los datos fotométricos.

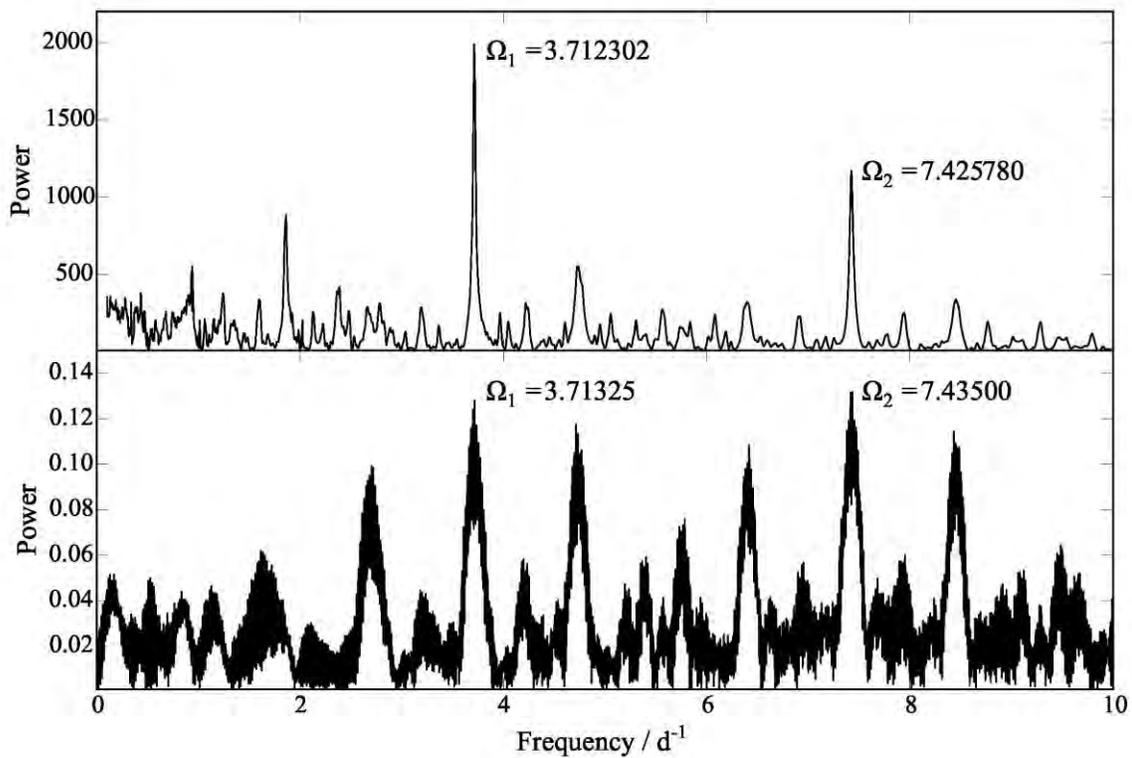


Figura 2.3 Análisis de frecuencias de J0644+3344. Arriba: periodograma usando un análisis de series de tiempo. Abajo; análisis usando la Transformada Discreta de Fourier (véase el artículo citado en el texto para mayores detalles).

Un ejemplo de este proceso se encuentra en la Figura 2.3⁶, para el caso de la variable cataclísmica J0644+3344 (Hernández Santisteban et al. 2016a). Se muestra el análisis de frecuencias con dos métodos: Análisis de Variancia (arriba)

⁶Hernández Santisteban, J. V., Echevarría, J., Michel, R. y Costero, R. 2017. MNRAS, 464, 104.

y Transformada Discreta de Fourier (abajo). Como demuestran los autores de este trabajo, ambos métodos revelan dos frecuencias fundamentales que se repiten. La de 3.71 es la frecuencia de los eclipses de este objeto, mientras que la de 7.4 es simplemente un armónico que tiene el doble de frecuencia que la fundamental.

Capítulo 3

Estrellas Variables Cataclísmicas

3.1 Una breve reseña

Las estrellas binarias se denominan así debido a que están compuestas por dos estrellas, que forman un sistema en el que ambas están *ligadas*, una a otra, debido a la atracción gravitacional que se ejerce mutuamente. Ambas están girando alrededor de un centro de masa compartido. Hay varias subdivisiones entre las estrellas binarias. De interés a este trabajo es la que las divide en binarias no interactivas y las interactivas. En el primer caso las estrellas están muy lejos una de la otra y, aunque ligadas gravitacionalmente, no tienen intercambio de materia. En el segundo caso, las estrellas están tan cerca una de la otra que hay intercambio de materia.

Dentro de las binarias interactivas, encontramos a las Variables Cataclísmicas que se caracterizan por tener una estrella primaria compacta, cuyo material se encuentra en un estado físico degenerado y que se conoce como "enana blanca". La estrella secundaria es típicamente una estrella de secuencia principal de baja masa. Debido a que la separación entre las dos estrellas es muy corta, el tiempo que tardan en dar vuelta una alrededor de la otra (período orbital) es de tan sólo unas cuantas horas.

3.2 Clasificación de las Variables Cataclísmicas

La clasificación de los objetos celestes se da, como muchas otras en la astronomía, a partir de la observación de los objetos, de su brillo y su morfología, no necesariamente derivada de un criterio físico. Debido a lo anterior, es posible hacer una categorización, de manera general, de las Variables Cataclísmicas en cuatro grandes grupos o cuatro tipos (Echevarría, 2002) a partir de sus características fenomenológicas que las diferencian unas de otras. Paralelamente se ha establecido un modelo clásico, en el que, derivado de la primera categorización y tomando en cuenta observaciones de los últimos treinta años sobre esos cuatro grupos, se ha establecido una sola interpretación para la mayoría de las Variables Cataclísmicas, denominada *modelo clásico*. A continuación se describe de manera breve tanto los cuatro tipos de Variables Cataclísmicas como el modelo clásico:

Cuatro tipos de Variables Cataclísmicas:

1. **Novas clásicas:** son aquellas que sólo han tenido, o al menos sólo ha sido identificada, una erupción. El aumento de brillo de estas estrellas, entre el periodo de "normalidad" y el estallido, es de 15 magnitudes, el mayor de todos. Existe una generalización de las etapas por las que pasan este tipo de estrellas, aunque cabe aclarar que no todas las estrellas de este tipo pasan necesariamente por este proceso. En él, hay un primer momento de estabilidad, llamado también *pre nova*; posteriormente hay un aumento o *subida inicial*, bastante rápida y de muy pocos días, pero en el

que aumenta unas 9 magnitudes; la siguiente etapa es denominada *pre máximo*, y aunque pareciera que la estrella ha llegado en este punto a su punto *máximo*, su brillo aumentará, más lentamente, otras 2 magnitudes en lo que se le conoce como la *subida final*. Se podría decir que este punto es el clímax de las novas ya que a partir de este, comienza una bajada o *declive inicial* que puede ser de unas 3 a 4 magnitudes desde el punto máximo; que no tiene una duración establecida pero que antecede a un periodo de inestabilidad o *transición* en el que el brillo del objeto comienza a subir y bajar, y en el que al final de este periodo el objeto habrá bajado hasta 6 magnitudes desde el máximo. La parte final se da cuando se acaba el periodo de inestabilidad y hay un *declive final*, que antecede a la etapa *post nova*. En este momento, en la mayoría de los casos, se regresa a valores muy similares a la magnitud inicial. (Figura 3.1⁷)

2. **Novas recurrentes:** tienen mucha similitud a las anteriores, pero la principal diferencia radica en que se les conoce o hay indicios de haber ocurrido varias erupciones previas. Este tipo de estrellas presentan un aumento de unas 12 magnitudes al momento de la erupción.
3. **Novas enanas:** presentan erupciones muy similares a las de las novas clásicas, aunque la periodicidad de estas es de algunas semanas o meses, y el aumento de su brillo suele ser de entre 4 y 6 magnitudes.
4. **Objetos tipo nova:** la permanencia de este tipo de objetos en la categoría de las novas es de lo más controversial debido a que, aunque estos

⁷ Echevarría, 2002.

suelen tener algunos elementos similares a los de los otros tres grupos que hemos descrito, tienen la peculiaridad de que nunca han presentado una erupción por lo que la ausencia de ésta ha hecho cuestionar el hecho mismo de ser clasificadas como estrellas novas.

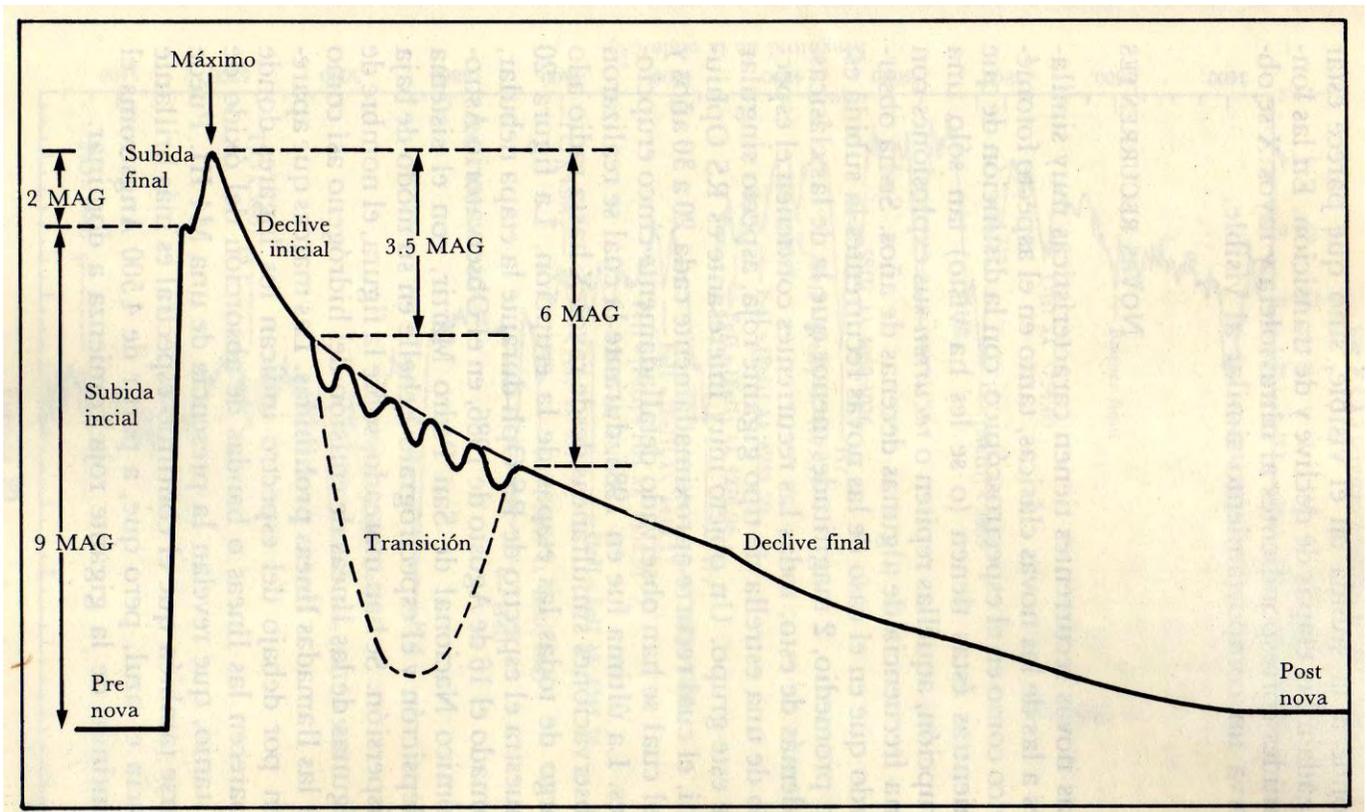


Figura 3.1 Curva de luz típica de una estrella Nova Clásica, en donde se muestran las principales etapas durante su evolución.

Modelo clásico:

El modelo clásico consiste en un sistema binario, que está formado por una estrella enana blanca que se va rodeando de un disco de acreción formado este último por la transferencia de material proveniente de la otra estrella, la cual es de secuencia principal de tipo espectral tardío K o M (Echevarría, 2002), que se encuentra llenando su *Lóbulo de Roche* (término que se describe en la siguiente subsección) y de esta manera es posible que haya una transferencia continua de material a través del punto interior de Lagrange (explicado en la sección 3.3.1). El material que se va transfiriendo, forma un disco gaseoso alrededor de la enana blanca, al cual se le llama *disco de acreción*. El material que pasa por el punto interior de Lagrange choca contra este disco y dicho encuentro provoca una zona mucho más caliente y brillante que el resto, conocida como *hot spot* o zona caliente, que es toda una franja extendida ubicada en la parte lateral del disco más cercana a la enana roja. La zona a través de la cual se está transfiriendo el material hacia el disco de acreción está alrededor del denominado punto de Lagrange y a través del disco la estrella secundaria está transfiriendo material a la primaria (véase la Figura 3.2 más adelante).

En este aspecto es importante mencionar la gran aportación que hicieron en 1971 para establecer este modelo clásico, por un lado Brian Warner y Edward Nather y, de manera independiente y con bases diferentes a las de los primeros, Jozef Smak, ya que ambas propuestas llegaron al establecimiento de un mismo modelo para las Variables Cataclísmicas (Warner, 1995).

3.3 Lóbulo de Roche

Este concepto de Lóbulo de Roche es un concepto complejo del cual daremos una explicación básica. Es una superficie imaginaria alrededor de las estrellas de un sistema binario, a partir de la cual el material de esa estrella se escapa hacia la otra estrella o es expulsado del sistema (Figura 3.2⁸).

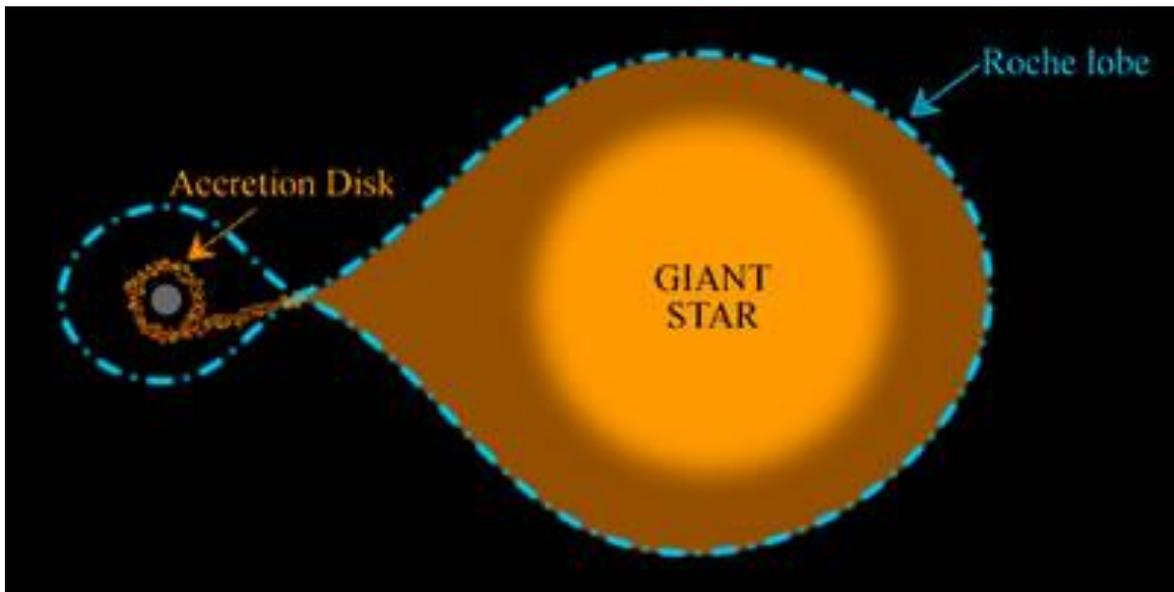


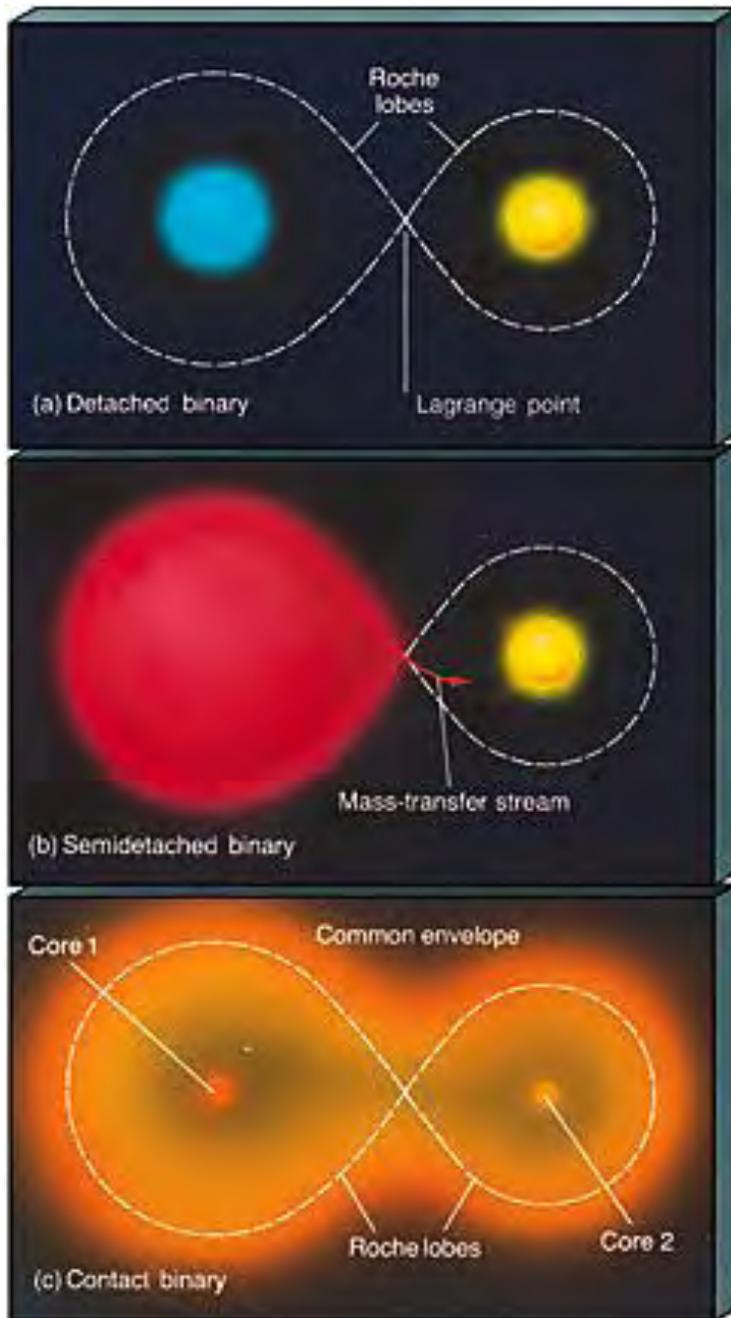
Figura 3.2 Representación que muestra el Lóbulo de Roche, el Disco de Acreción y una Binaria, en la que se está transfiriendo material.

En estrellas aisladas y con rotación muy lenta, el Lóbulo de Roche tiene una forma esférica debido a la simetría que las fuerzas de gravedad y centrípeta tienen alrededor del centro de masa de la estrella. De manera similar, en un sistema binario en el que la separación entre las estrellas es mucho mayor que el tamaño de éstas, la forma de sus lóbulos de Roche también es aproximadamente

⁸<http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/R/Roche-lobe>

esférica. Sin embargo, para el caso de las Variables Cataclísmicas, esto sólo aplica para la estrella primaria por ser muy pequeña (aproximadamente del tamaño de la Tierra), mientras que el Lóbulo de Roche de la secundaria está distorsionado, tomando su forma de lágrima como resultado de la fuerza de gravedad que ejerce la primaria sobre el material de la secundaria. Cuando la estrella primaria llena su Lóbulo de Roche, es decir el límite que puede soportar la masa, ésta comienza a transferirse de nueva cuenta entre ambas estrellas haciendo un flujo constante de material.

Es a partir de las proporciones entre los tamaños de las estrellas y los de sus Lóbulos de Roche que se ha establecido un sistema clasificatorio para las binarias (Heintz, 1978):



- Binarias separadas.

Cuando ninguna de sus componentes ha llenado su Lóbulo de Roche, ambas son pequeñas en comparación con el lóbulo.

- Binarias semi-separadas.

Una de las estrellas ya logró llenar su lóbulo (en este caso se encuentran las Variables Cataclísmicas).

- Binarias en contacto (con

envolvente común). Ambas estrellas ya han llenado completamente sus respectivos lóbulos (Figura 3.3⁹).

Figura 3.3 De arriba a abajo: Binaria separada con sus lóbulos de Roche aún sin ser ocupados; Binaria semiseparada en la que uno de los componentes está ocupado y al mismo tiempo transfiere masa a la otra estrella; al final tenemos la Binaria en contacto en la que ambas estrellas han llenado completamente sus lóbulos de Roche.

⁹<http://astronomy.nju.edu.cn/~lixd/GA/AT4/AT420/HTML/AT42006.htm>

3.3.1 Punto interior de Lagrange

Los puntos lagrangianos, un total de 5, son aquellos lugares en los que las fuerzas gravitacionales sobre un objeto de masa despreciable y su fuerza centrífuga se anulan entre sí, por lo que en un sistema de dos cuerpos que se encuentran moviéndose en órbita alrededor de su centro de masa, la presencia de un tercer objeto de menor masa cercano a cualquiera de sus puntos de Lagrange sería estática con respecto a aquellos cuerpos (Ramírez-Torres, 2009).

Es a través del punto interior de Lagrange, el que se encuentra entre las dos estrellas de una variable cataclísmica, donde el material se transfiere desde la componente secundaria hasta la primaria. Si la cantidad de material es tan grande que el Lóbulo de Roche no puede contenerlo, este comenzará a concentrarse en la otra estrella que compone el sistema (Hellier, 2001).

3.4 Discos de acreción

El proceso de transferencia de masa entre las estrellas que componen un sistema binario, es denominado acreción (o acrecentamiento). Es necesario hacer mención que en los sistemas binarios, las estrellas que forman parte de él giran sobre su propio eje (rotación) y una alrededor de la otra (traslación); entonces, el gas que forma parte de la transferencia no se mueve en línea recta sino que su movimiento se caracteriza por tener el llamado *momento angular*.

En los sistemas binarios este gas que se va transfiriendo baja su temperatura de manera muy rápida y se va expandiendo a lo largo del plano orbital del sistema binario y alrededor de la componente primaria, hasta formar una figura semejante

a un disco, de donde toma el nombre de disco de acrecentamiento o de acreción. La velocidad a la que gira el disco sigue las leyes de Kepler; esto es, las partes internas lo hacen mucho más rápidamente que las partes externas (debido a que la atracción gravitacional es mucho mayor hacia el centro del disco). La consecuencia de esta diferencia de velocidades provoca una fricción o *rotación diferencial*, que causará el aumento de la temperatura del gas y por consiguiente una transformación de la energía en movimiento a energía térmica.

3.5 Estrellas tipo SU UMa (SU Ursae Majoris)

Dado que en este trabajo estudiaremos un caso particular de estrellas conocidas como estrellas de tipo SU UMa, vamos a dar algunos elementos para entender sus componentes.

Pertenecen a un tipo particular de Novas Enanas. La secundaria es similar al sol y la primaria es una enana blanca que está rodeada por el disco de acreción. En la mayoría de los casos, se han encontrado que los periodos orbitales son bastante cortos, menores a dos horas. Las estrellas de tipo SU UMa pueden presentar dos tipos de erupciones:

- Erupciones normales, parecidos a los de las Novas Enanas de tipo U Gem y que duran unos pocos días.
- Súper erupciones (que aquí llamaremos *superoutbursts*, por su nombre en inglés), en las cuales el objeto suele aumentar de brillo cerca de una magnitud más que en el la erupción normal, pero que además presenta una serie de variaciones características que se

llamansuperjorobas (y que aquí llamaremos superhumps, por su nombre en inglés). Los *superoutbursts* son mucho menos frecuentes pero con mayor duración que las de las erupciones normales que pueden variar entre 10 y 18 días. Este fenómeno de superhumps se trata de una variación cíclica en su curva de luz, con un período ligeramente mayor al orbital (e.g. Patterson, 1998). El fenómeno de los *superhumps* y el de los *superoutbursts* están completamente ligados; es decir, no se puede dar un *superoutburst* sin que se presenten *superhumps*. Cabe aquí la pregunta: ¿que origina el fenómeno de los superhumps? La explicación más aceptada (Lubow, 1991) es que se trata de una inestabilidad de marea. Esta inestabilidad es provocada por la resonancia 3:1 en el disco de acreción que, al ocurrir el *superoutburst*, provoca una deformación en este y lo vuelve excéntrico. El disco excéntrico se sale de su lugar de equilibrio y comienza a precesar dentro del plano orbital con una frecuencia ligeramente mayor a la orbital. A esto se le llama precesión de los ápsides. Hay indicios de que a mayor período orbital mayor es período de estos superhumps (Patterson, 1998). Existe un reducido número de sistemas que presentan *superhumps negativos*, es decir, con un período menor al orbital. Sin embargo, estos no llegan a una decena y se cree que se producen por una precesión fuera del plano orbital.

3.6 Estrellas tipo WZ Sge (WZ Sagittae)

Las estrellas tipo WZ Sge siguen siendo una variedad enigmática de las estrellas Variables Cataclísmicas: Se caracterizan por un largo tiempo de recurrencia entre

sus *superoutbursts*, medidos en décadas, y que tienen una gran amplitud en sus erupciones, del orden de 8 magnitudes (Osaki, 1996). WZ Sge misma ha tenido *superoutbursts* en intervalos de 33, 32 y 23 años y no se le ha visto una erupción normal. Después de su primera erupción, detectada en 1913, WZ Sge fue clasificada como una Nova Clásica (Nova Sagittae, 1913). Cuando volvió a entrar en erupción en 1946, se le recategorizó como una Nova Recurrente. Su aparente baja luminosidad sugiere que está relacionada con las Novas Enanas (Warner, 1976). Su período orbital es de tan solo 81 minutos, mucho más corto que el de una Nova Recurrente típica. Bailey (1979), basado en las similitudes de los comportamientos de las erupciones de WZ Sge, UZ Boo y WX Cet, propuso que estas estrellas pertenecen a un subgrupo de Novas Enanas que tienen una estructura binaria semejante, acuñando el término estrellas de tipo WZ Sge, con las características siguientes: a) Sus erupciones tienen amplitudes grandes, de alrededor de 8 magnitudes; b) Muestran un declive muy lento hacia el estado de quietud; y c) Tienen un intervalo muy largo entre erupciones. Downes (1990) propuso ligeras modificaciones a las propiedades de estas estrellas: a) La duración de la erupción es mayor (semanas en vez de días, como es el caso de las Novas Enanas típicas), b) El tiempo entre erupciones es mayor (años en vez de meses), c) las amplitudes de las erupciones son mucho más grandes (6-8 mag vs. 2-5 mag). Downes propuso también una posible propiedad extra: d) Las líneas de emisión en los sistemas en quietud son mucho más intensas que en las típicas Novas Enanas.

Al final de la década de 1980, Howell y Jacoby (1986) encontraron un número considerable de Variables Cataclísmicas a altas latitudes galácticas. En varios estudios sobre estas estrellas (Howell y Szkody 1990) (y referencias en Kato 2015), notaron que para aquellos sistemas abajo del llamado *period gap* (por su nombre en inglés) la amplitud media de la erupción es 3 magnitudes mayores que para Novas Enanas de disco. Acuñaron el concepto de *Tremendous Outburst Amplitude Dwarf* (TOADs por sus siglas en inglés). Este término se usa en ocasiones como un sinónimo de estrellas tipo WZ Sge basados en una búsqueda sistemática encontraron un número considerable de estrellas. Sin embargo, en la erupción de WZ Sge de 1978, se detectó la presencia de *superhumps*, lo que ahora ha puesto a WZ Sge en la clasificación de estrellas de tipo SU UMa. En años recientes las estrellas donadoras (las secundarias) de las estrellas de tipo WZ Sge han sido consideradas como posibles candidatos a Enanas Marrones (véase la sección 4.9). La definición moderna de estrellas de tipo WZ Sge es la de estrellas Novas Enanas que muestran *superhumps* tempranos debido a la resonancia 2:1 y se basa en el hecho de que en esta etapa se ve un doble perfil en su curva de luz (por cada período de *superhump*). Esto está apoyado por consideraciones teóricas (Osaki y Meyer, 2002) y fue notado por primera vez por Lin y Papaloizu (1979), quienes señalaron que la resonancia 2:1 está relacionada a esta doble curva de luz. Esta resonancia es imposible lograr en sistemas de tipo SU UMa y sólo las binarias con cocientes de masas extremos pueden mostrar esos *superhumps* tempranos. Aunque es ampliamente aceptado que los objetos que muestran estos *superhump* tempranos (persistiendo varios

días) son del tipo WZ Sge, la clasificación es un poco ambigua para objetos que no muestran *superhumps* tempranos.

Otro fenómeno interesante es que muchas estrellas de tipo WZ Sge muestran una curva de luz parecida a la de las Novas. No solo el declive es lento, sino que en muchos casos se observa una caída súbita en su declive hacia el mínimo (que en la Novas se explica por una etapa de aumento súbito en la profundidad óptica del material eyectado), sino que además hay muchos ejemplos de recuperación (*rebrighthening* por su nombre en inglés) e incluso es frecuente ver varios ecos en dicha recuperación de su magnitud (véase distintos ejemplos de este fenómeno en Osaki 2015). Esta es una característica típica de las Novas, como se muestra en la Figura 3.1.

Podríamos sintetizar que la caracterización de las estrellas de tipo WZ Sge ha pasado por una larga evolución, desde ser estrellas Novas y Novas Recurrente, hasta su clasificación como Novas Enanas de tipo SU UMa. Que los criterios para clasificarlas siguen evolucionando. En la sección 4.7 mostramos un descubrimiento inusual, el primero a nuestro entender, que podría cambiar nuestro concepto de estrellas tipo WZ Sge.

3.7 Estrellas enanas blancas

Las estrellas comunes, son enormes esferas gaseosas que se componen principalmente de hidrógeno (H), aunque también podemos encontrar otros elementos tales como helio (He), carbón (C) y oxígeno (O). Debido a la fuerza ejercida por la atracción gravitacional sobre la estrella ésta podría colapsar, sin

embargo, esta fuerza es compensada por la presión contenida al interior de la estrella, en donde la parte central soporta una presión muy alta. Es en esa parte central donde la temperatura puede llegar a alcanzar valores de algunas decenas de millones de grados Kelvin, unos 10^7K (e.g. Kippenhahn y Weigert, 1990) y al mismo tiempo formar Helio a partir de la fusión de los mismos núcleos de hidrógeno que se va acumulando y forma otro núcleo aparentemente inactivo pero con densidades muy altas que provocan una gran presión.

Uno de los principios de la mecánica cuántica, el *principio de exclusión de Pauli*, establece que dos electrones no pueden permanecer u ocupar el mismo espacio al mismo tiempo, lo que los obliga a separarse y evitar así nuevamente el colapso gravitacional (Hellier, 2001). Al mismo tiempo que el hidrógeno como fuente de energía comienza a reducirse, la estrella comienza a aumentar su tamaño unas cien veces más de lo que era originalmente, convirtiéndose en una gigante roja. Este crecimiento va a ocasionar que esa capa externa, originada por el crecimiento de la estrella sea expulsada ya que no puede contenerse y se transformará en una nebulosa planetaria; mientras que el núcleo, sumamente caliente y denso, ha dejado la estrella original y se encuentra de manera independiente, ha cambiado ahora a una enana blanca.

La masa de las enanas blancas no puede sobrepasar en ningún momento el denominado *límite de Chandrasekhar*, que es de 1.4 masas solares (M_{\odot}), para que puedan seguir siendo consideradas como tal. De lo contrario, la presión gravitacional obligaría a los electrones a combinarse con los protones y como resultado transformarse en una estrella de neutrones, fundamentalmente un sólo

núcleo atómico de 10 km de diámetro (Hellier, 2001). Dicho valor tan sólo establece un límite máximo, ya que regularmente la masa de una estrella enana blanca se encuentra dentro del intervalo comprendido entre 0.3 y 1.3 masas solares. Las más comunes tan sólo se encuentran entre 0.5 y 0.6 masas solares.

3.8 Estrellas Enanas Rojas

Hablar de este tipo de estrellas, es hacer mención a las estrellas más comunes. Pudiera decirse que son versiones más pequeñas de nuestro Sol (Hellier, 2001). Como cuentan con menos materia, el peso de este sobre su núcleo es menor y, como consecuencia, la temperatura en su centro es más baja que en estrellas de menor masa. El proceso mediante el cual consumen energía es sumamente lento, por lo que su vida es más larga. No suelen tener una gran luminosidad debido a estas mismas razones. En su interior, las reacciones nucleares, tienen un ritmo más bajo, del orden de una milésima parte de las que ocurren en el Sol. Al establecer ciertos valores, tenemos que la temperatura en la superficie de una enana roja, es de tan sólo unos 2,900 K, mientras que la del Sol ronda los 5,800 K, el doble que en la primera.

A causa de su baja luminosidad, y a pesar de ser más abundantes, estas estrellas son prácticamente invisibles para el ojo humano. La situación es menos grave al emplearse detectores sensibles a longitudes de onda, pero no sucede lo mismo para algunos telescopios que a partir de la emisión de espectros de esta estrella, que sólo son visibles en magnitud de onda roja e infrarroja, gracias a los cuales es que se saben muchas de sus características.

3.9 Enanas marrones

Podríamos describir a estos cuerpos, como un híbrido celeste debido a que poseen características muy particulares que impide clasificarlos como a un planeta, mientras que al mismo tiempo tampoco reúnen las condiciones suficientes para ser clasificadas como estrellas.

Este tipo de objetos no son considerados estrellas, debido a la inexistencia de reacciones nucleares a partir de la fusión de hidrógeno que posteriormente se convierte en helio en su núcleo. Regularmente se suele comparar su tamaño con la masa de Júpiter, llamada *masa Joviana*(M_J), que suele comprender para estos objetos, entre las 13 y las 80 M_J . Se les conoce también con el nombre de *estrellas fallidas* ya que sus características de presión interna y temperatura no cumplen con los parámetros suficientes para ser consideradas estrellas, pero al mismo tiempo, debido a que cuentan con una masa mayor a la de algunos planetas no presentan reacciones nucleares.

En este orden de ideas, es importante describir de manera muy básica, algunas de las principales propiedades de una estrella y un planeta. Las estrellas brillan al producirse en su interior diversas reacciones que originan un aumento de la temperatura desde el núcleo, lo que representa un enorme despliegue de energía que posteriormente hará brillar a estos objetos. Por otro lado, los planetas son objetos que se han producido a partir de la formación de estrellas cuyas partículas de polvo han colapsado de la estrella y se mantienen unidas; sin embargo, no reúnen las condiciones necesarias de temperatura ni de masa para iniciar una

fusión, tampoco pueden emitir energía ni su propia luz. La figura 3.4¹⁰ muestra un comparativo de las características entre diferentes tipos de estrellas enanas.

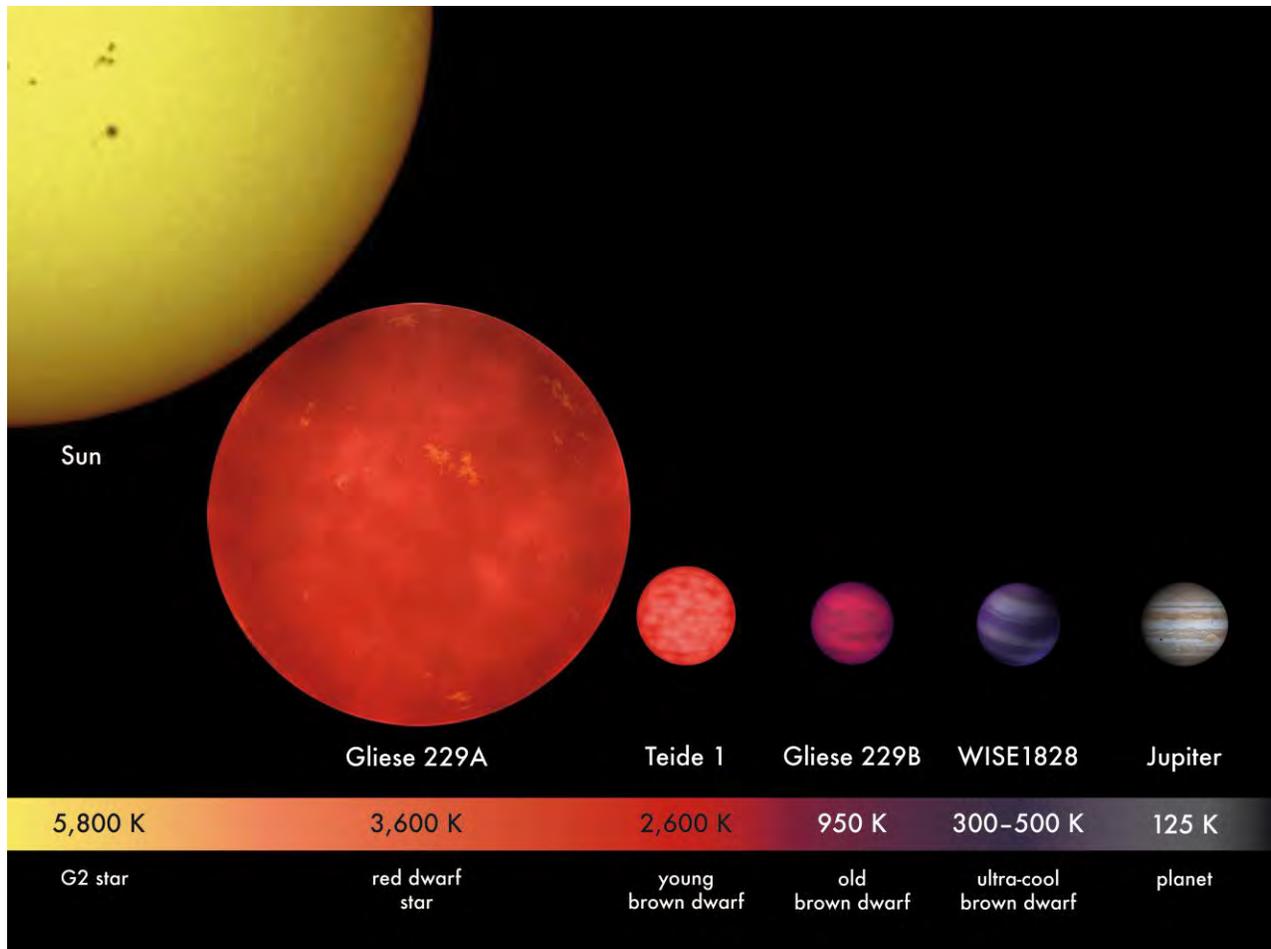


Figura 3.4 Esquema que muestra de manera general los tamaños de diferentes objetos (Sol, enana roja, enana marrón y Júpiter) así como su temperatura.

¹⁰<http://www.newtonsapple.org.uk/brown-dwarfs-what-are-they/>

Capítulo 4

Observaciones, Reducción y Análisis de datos de PNV J19150199+0719471 (PNV Aql)

Una posible Nova, designada como PNV J19150199+0719471 (de aquí en adelante PNV Aql), fue reportada por Koichi Itagaki (Itagaki, 2013) el 31 de mayo de 2013 o día 444 (véase definición de día juliano truncado más adelante), con una magnitud de alrededor de 10.8 mag.

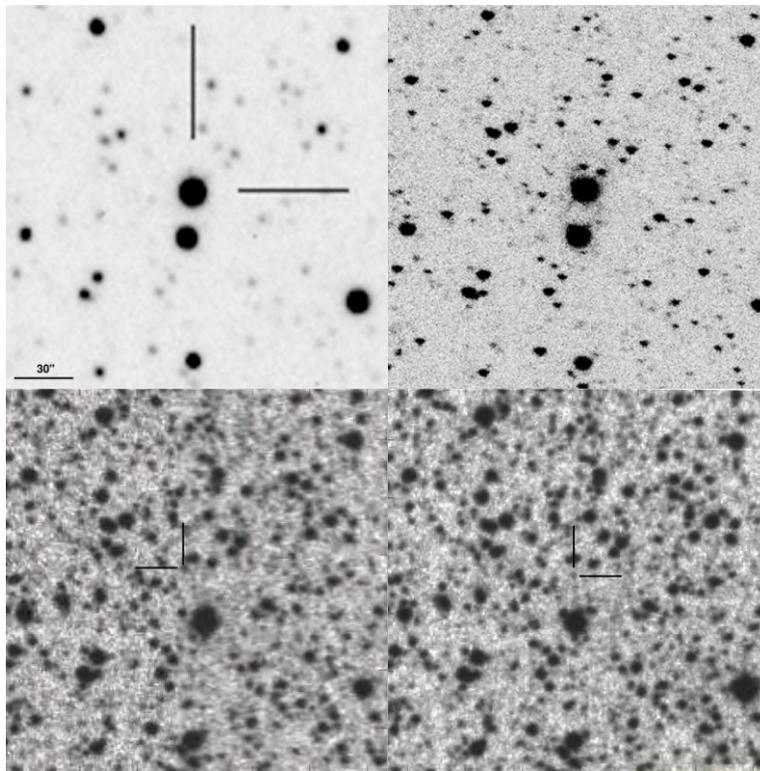


Figura 4.1 Imagen del objeto descubierto por Koichi Itagaki el 31 de Mayo de 2013 (arriba izquierda) e imagen nuestra tomada con un filtro V el 4 de Junio del mismo año (arriba derecha). También se muestra el POSS-I (abajo izquierda) y el POSS-II (abajo derecha) surveys plates, donde el objeto tiene unas pequeñas marcas. La estrella más cercana al sur es GSC0047600316=2MASSJ19150214+0719239. Se ha medido una magnitud en el visual de $V=11.923$ para esta estrella. Se aprecia también en las placas que ambas estrellas tienen movimiento propio pero en direcciones opuestas. En todas las imágenes el Norte queda en la parte superior y el Este hacia la izquierda, la escala se muestra en el cuadro superior izquierdo.

El mismo autor reporta que el objeto se encontraba más débil que 15.5 mag, en una imagen de búsqueda de objetos en erupción, tomada unos días antes, el 21 de mayo. Es posible que el máximo haya ocurrido unos días antes del descubrimiento, pero no antes del 21 de mayo. Sin embargo, como veremos más adelante, no es probable que haya ocurrido más que un par de días antes, debido al comportamiento de los superhumps en la etapa temprana. La imagen del descubrimiento se muestra en el panel izquierdo superior de la Figura 4.1¹¹, junto con una imagen nuestra tomada el 4 de junio (superior derecha) --nótese que en estas imágenes el Norte esta hacia arriba y el Este a la izquierda. Henden (vsnet--alert 15772) señaló que los índices de color de este objeto y en un campo no enrojecido, sugerían que se trataba de una nueva Nova Enana¹². Más aún, una comparación de Skiff (vsnet—alert 14774) entre las placas de Palomar muestra un objeto, previamente identificado en el catálogo USNO—B1.0, como un objeto con un movimiento propio substancial (--94, --98 milisegundos de arco por año). Además de esto Skiff muestra (vsnet—alert 15774) que el objeto de brillante de comparación, que ve cerca al Sur, tiene también un movimiento propio substancial, pero se mueve hacia el Este, mientras que el objeto se mueve hacia el SW. Estos movimientos se muestran en los paneles de abajo de la Figura 4.1. que muestran la placas del POSS (Palomar Observatory Sky Survey, por sus sigla en inglés) de 1950 (izquierda abajo) y 1984 (derecha abajo).

¹¹ e.g. Reid et al. 1991

¹² Todas las alertas del vsnet se pueden encontrar en la liga <http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/pipermail/vsnet-alert/>

Como lo señala Kato (vsnet-alert 15776), el movimiento propio del objeto sugiere que se puede tratar de una estrella WZ Sge cercana (y que está cerca del plano galáctico ($l = 42.145^\circ$, $b = -1.865^\circ$)).

Esta clasificación fue confirmada posteriormente en subsecuentes alertas del vsnet en las que se reportan varias etapas de los superhumps a lo largo del *superoutburst*, con un período medio de 0.05803 días (Kato, vsnet-alert 15931). Los primeros espectros tomados con un Echelle por Eversberg (2013) el 2 de junio, muestran un doble pico en la línea de emisión de H α con un ancho de 82 kms^{-1} , mientras que al mismo tiempo espectros de baja resolución mostraban el típico espectro de una nova enana en erupción, con la mayoría de las líneas de Balmer en absorción, excepto H α . Echevarría et al. (vsnet-alert 15832), por su parte reporta un período orbital de 0.06164 días, de observaciones obtenidas con el Echelle el 3 de junio, con una semi-amplitud de la velocidad radial de solo 15 kms^{-1} .

La curva de luz de la erupción, tomada de la base de datos de la AAVSO (American Association of Variable Star Observers, por sus siglas en inglés) se muestra en la Figura 4.2¹³.

¹³<https://www.aavso.org/LCGv2/>

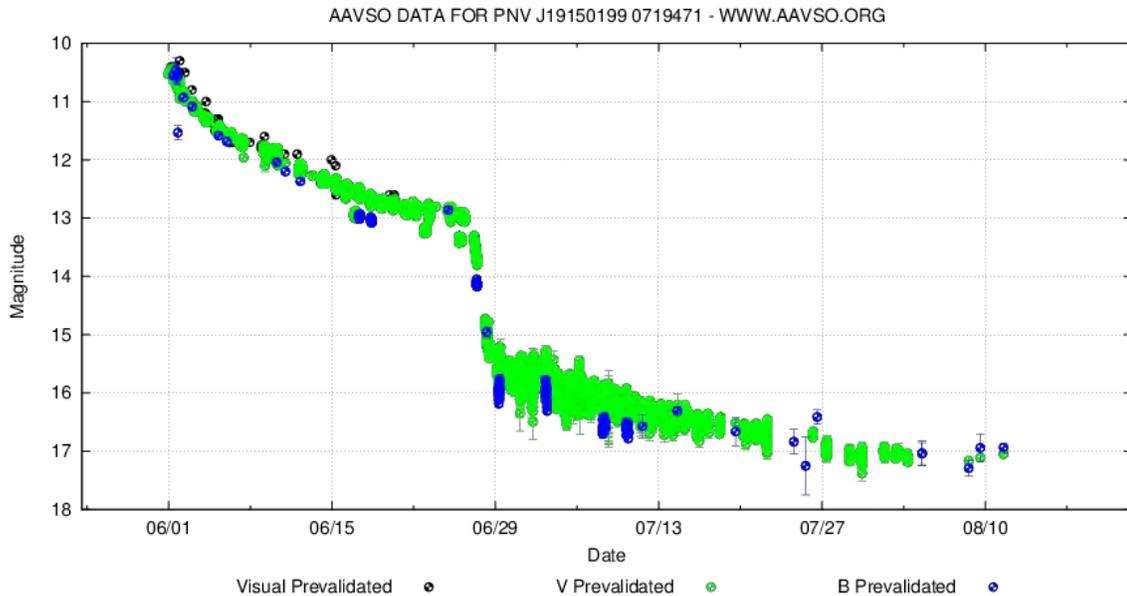


Figura 4.2 Curva de luz (cortesía de la AAVSO), que muestra un periodo de Junio 1 a Agosto 10 y en el que se aprecia la repentina caída de casi 3 magnitudes. Este fenómeno suele ser común en las Novas, en la etapa de polvo.

4.1 Observaciones y análisis de datos

Las observaciones fueron hechas con el telescopio de 2.1m y el espectrógrafo Echelle en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, durante las noches del 3 y del 17 al 20 de junio de 2013. El detector Marconi-2 de 2048 x 2048 pixeles fue usado para obtener una resolución espectral de $R=19,000$. Todas las observaciones fueron llevadas a cabo con dispersor cruzado de 300 líneas por milímetro (l/mm), que tiene un ángulo de reflexión fundamental en 5500 Å. El tiempo de exposición dado a cada espectro fue de 900seg. También se realizaron observaciones durante las noches del 5-7, 9, y 28-30 de junio del mismo año, con el espectrógrafo Boller y Chivens y dos diferentes rejillas. La rejilla de 400 l/mm se usó para obtener una tasa alta de señal a ruido (S/N) con el objeto de estudiar la distribución espectral de la energía en el sistema,

con una mayor cobertura de la longitud de onda (~4000-7200 Å). El tiempo de exposición para cada espectro fue, en este caso, de 300seg. Por otro lado, con la rejilla de 1200 *l/mm* se obtuvieron datos de alta resolución espectral alrededor de $H\alpha$ y $H\beta$, con un tiempo de exposición por espectro de 600 seg. Todas las observaciones fueron hechas con una apertura de 1.5 segundos de arco, con la rendija orientada en la dirección EW. Para calibrar los espectros en longitud de onda se tomaron, de manera frecuente espectros de arco de CuHeNeAr. Una síntesis de las observaciones se muestra en la Tabla 4.1.

Tabla 4.1 Observaciones espectroscópicas de 2013*.

Fecha*	Resolución (Å)	No. de espectros	Comentarios
3 de junio	3900-7300	14	Echelle
5 al 7 de junio	4150-7550	29	Boller & Chivens
9 de junio	5500-6700	29	Boller & Chivens
16 a 19 de junio	3900-7300	17	Echelle
28 de junio	4500-5700	14	Boller & Chivens
29 de junio	5500-6700	14	Boller & Chivens
30 de junio	4500-5700	14	Boller & Chivens
15 de agosto	4000-7000	3	Boller & Chivens
17 de septiembre	4000-7500	3	Boller & Chivens

* Observaciones adicionales de 2015.

Observaciones fotométricas de la banda V, también fueron obtenidas durante las noches del 3, 4, 5, 6, 17, 18 y 28 de junio, y del 2 y 25 de septiembre en el telescopio 0.84 m del mismo Observatorio en San Pedro Mártir. Usando el detector CCD ESOP0-Azul con una configuración de muestreo de 2x2 pixeles para mejorar la S/N y aprovechar mejor la escala de placa. El tiempo de

exposición dado en este caso fue de entre 10 y 30 seg. Se tomaron también varias imágenes los días 3, 18 y 29 de junio. El resultado de las observaciones, incluyendo los filtros usados en las imágenes, se detalla en la Tabla 4.2.

Tabla 4.2 Observaciones fotométricas de 2013

Fecha	Filtro	Tiempo total de observación (hrs)	Exposición (s)
3 de Junio	V	3.20	10
4 de Junio	V	3.98	20
5 de Junio	V	3.38	30
6 de Junio	V	2.89	10
17 de Junio	V	0.99	1260 (180x7)
18 de Junio	V	0.08	1800
28 de Junio	V	1.57	60
2 de Septiembre	V	3.71	1800
25 de Septiembre	V	3.27	1800
Imágenes			
Fecha	Filtro	FWHM (Å)	Exposición (s)
3 de Junio	V	980	30
18 de Junio	H α	11	1260(180x7)
29 de Junio	H α	11	1800
29 de Junio	Continuo (6650 Å)	70	1800
29 de Junio	[OIII] 5007	52	1800
30 de Junio	[NII] 6583	10	1800

La reducción de los datos, tanto espectroscópicos como fotométricos, se realizó con el programa IRAF (ImageReduction and AnalysisFacility, por sus siglas en inglés). Este programa consta de un variado conjunto de tareas específicas y es distribuido por el Observatorio Óptico Nacional (NOAO), que está operado por la Asociación de Universidades de Investigación en Astronomía, Inc., en cooperación con la NSF (NationalScienceFoundation, por sus siglas en inglés).

Además de los datos que ya hemos mencionado, la fotometría rápida de la erupción fue realizada en 10 observatorios diferentes por un grupo del CBA (Center for Backyard Astrophysics, por sus siglas en inglés), una red de pequeños telescopios que van de los 0.2 a los 0.4 m que cubren un amplio intervalo en cuanto a longitud terrestre (Skillman, 1993). El conjunto de estas observaciones sumaron de manera independiente 162 series de tiempo durante 58 noches en un lapso de 63 días que van desde Junio 1 – algunas horas después de que la alerta fue publicada-- hasta Agosto 2 de 2013. Los tiempos de exposición en estas observaciones van desde los 20 a los 120 segundos, dependiendo de la intensidad del brillo de PNV-Aql. Cerca de la mitad de estas observaciones se hicieron con el filtro V, mientras que el resto, principalmente durante el tiempo posterior a la erupción, se realizaron sin filtro. No se hizo un intento de calibrar estos datos, que también llamamos de luz blanca, pero su magnitud se espera que sea muy similar a la del filtro V, dentro de una incertidumbre de alrededor de 0.05 magnitudes. A continuación, en la sección 4.2 realizó una descripción de estas observaciones, que es en buena medida una transcripción del inglés, de una parte del artículo científico que se publicará en una revista especializada de circulación internacional. Esta contribución, descrita en la sección 4.2 es, fundamentalmente, producto de uno de sus autores (Enrique de Miguel).

4.2 Fotometría de la erupción y su análisis de periodicidades

4.2.1 Curva de luz global

La curva de luz del objeto PNV Aql que muestra los datos de las erupciones de 2013 y que se aprecia en la parte superior de la Figura 4.3¹⁴, describe el patrón típico de una nova enana (y por cierto también el de una nova clásica) en el periodo de súper erupción: una fase de *planicie* muy temprana-- que dura unos 25 días, desde el 444 al 469 (de aquí en adelante usamos días Julianos truncados de la forma JD – 2456000 para referirnos a fechas específicas durante la erupción) en donde el brillo principal varía levemente de una magnitud de 10.5 a 13.0; posteriormente se aprecia una caída abrupta del orden de 3 magnitudes en tan sólo 2 días, que significa el final de la erupción principal. La caída posterior hacia el estado de quietud o *quiescencia*, es decir, cuando el sistema regresa a su magnitud mínima, tiene lugar más bien a una tasa menor de alrededor de 0.035 magd⁻¹ (magnitudes por día), que se pudiera deber a un lento enfriamiento de la enana blanca sobrecalentada durante la erupción. Es de notarse que incluso a los dos meses posteriores a la erupción, el sistema se encontraba ~1.3 mag más brillantes, por encima del momento previo a la erupción, es decir, de su estado de quietud. Observaciones posteriores, del 19 y 25 de Junio, muestran valores de magnitud de 18.5±0.1. En términos generales, la erupción del 2013 de PNV Aql tuvo una amplitud de al menos 8.5 magnitudes.

¹⁴ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

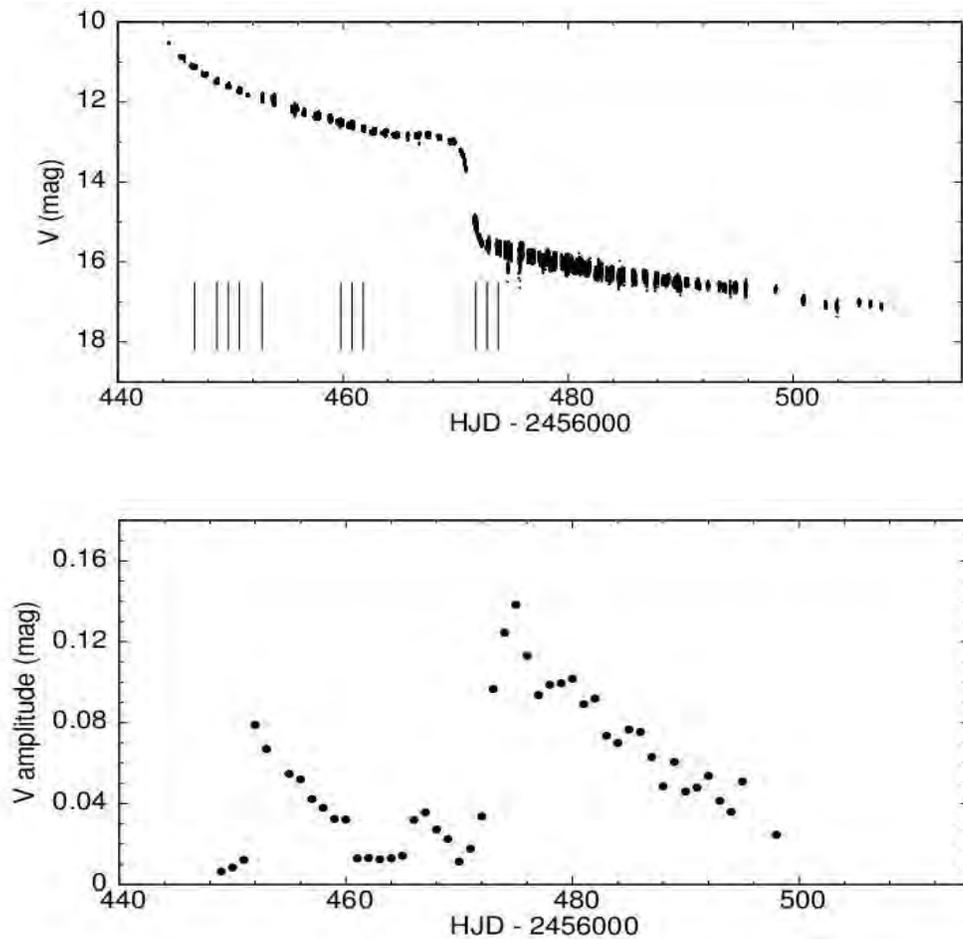


Figura 4.3 Cuadro superior: Curva de luz global durante la súper erupción de PNV Aql en 2013. Las marcas verticales indican los periodos de las observaciones espectroscópicas. Cuadro inferior: variación en la amplitud de la modulación de los superhumps, definida como la amplitud de la onda que encaja mejor con los datos fotométricos.

4.2.2 Señales periódicas

Las novae enanas de tipo SU Uma son conocidas por presentar la rápida modulación de los superhumps, durante los *superoutbursts*, con un período medio (P_{sh}) que tiene un porcentaje ligeramente mayor (de alrededor del 7 por ciento) al período orbital de la binaria (P_{orb}). Se piensa actualmente que el origen de los

superhumps se debe a una disipación viscosa en un disco de acreción excéntrico que precesa generalmente en una dirección prógrada.

De manera práctica el procedimiento es el siguiente; primeramente extraemos la tendencia principal (en general lineal) para cada curva de luz individual o segmentos, es decir, por períodos cercanos al período orbital y se grafican una detrás de la otra durante una noche. Se realiza una búsqueda preliminar de periodicidades, combinando los segmentos de las noches adyacentes. Esto mejora significativamente la resolución de la frecuencia. Sin embargo, esto debe ser implementado con cuidado ya que si existen variaciones apreciables en la amplitud y/o el período con el tiempo - ambos efectos son conocidos por interferir en los superhumps de las novae enanas- estas variaciones pueden afectar severamente los resultados de dicho análisis.

4.2.3 Etapa Temprana

Desde el comienzo de las observaciones (día 444), la curva de luz mostró una modulación débil con una amplitud total de alrededor de 0.010 magnitudes. Esta modulación persistió durante los días 445-448, sin un aparente cambio en dicho intervalo. El espectro de potencias del empalme de estas curvas de luz que cubren este segmento de 4 días se muestra en la parte superior de la Figura 4.4¹⁵.

¹⁵ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

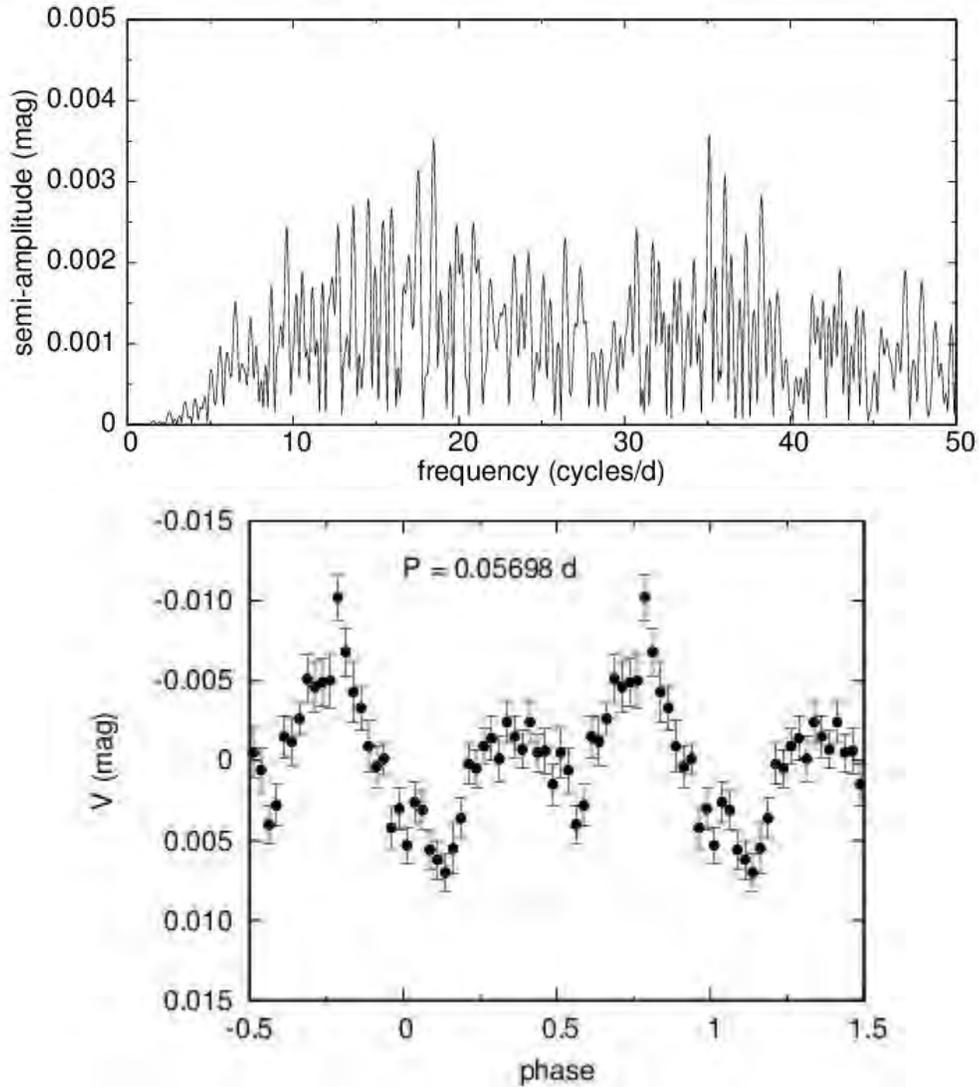


Figura 4.4 Cuadro superior: Los espectros fuertes durante el intervalo 445-448 (véase texto para la definición de fechas), que muestran picos anchos centrados a 17.55 ciclos d^{-1} (superhump temprano) y su primer armónico. Cuadro inferior: muestra la forma de la curva de luz obtenida de estas observaciones después de doblar los datos con un período de $P_{\text{esh}}=0.05698 \text{ d}$. La fase cero es arbitraria.

Este espectro de potencias está dominado por dos amplios picos centrados, a frecuencias de 35.10 y 17.55 ciclos d^{-1} , siendo la primera un armónico de la segunda. Estas potencias son débiles, con unas semi-amplitudes de 0.0036 y 0.0033 magnitudes respectivamente, aunque permanecen escasamente sobre el

ruido, pero a pesar de lo anterior consideramos que esto es una muestra de la detección de un superhump temprano. En la parte inferior de la Figura 4.4 se muestra la curva de luz sumada, pero *doblada* en función de la fase obtenida a través del período encontrado de 0.05698 días (la fase cero es arbitraria). A este período le llamamos P_{esh} (el subíndice viene del término early superhumps, por sus siglas en inglés). Este período es típico de la estrella tipo WZ Sge y no se presenta en ningún otro tipo de nova enana. Aunque su origen físico permanece aún a discusión, hay cada vez mayor evidencia observacional de que este período P_{esh} es esencialmente el mismo que el P_{orb} .

4.2.4 Superhumps comunes

El patrón de la doble joroba o doble superhump que se muestra en la Figura 4.2 de la etapa temprana se transforma en jorobas de un solo pico a partir del día 449. Para los días 449-451, tanto la semi-amplitud promedio como el período, son ligeramente mayores (0.007 mag) que los encontrados para la etapa temprana, con una frecuencia dominante en 16.83 ciclos d^{-1} (0.0594 días). Ya que la modulación se ve mejor definida en este intervalo de tiempo, se pueden determinar con claridad los tiempos máximos de la curva de luz. Se definieron un total de nueve máximos en el intervalo de 449.6-451.6 y se obtuvo un período de 0.05934 días (o una frecuencia de 16.85 ciclos d^{-1}) a través de una regresión lineal. Este valor es completamente consistente con el encontrado al realizar el análisis de Fourier. El segmento (en este caso de dos días) en el que los superhumps comunes comienzan a desarrollarse, que es comúnmente referido como Etapa A durante el superoutburst. Debemos hacer notar que el período encontrado está

cerca, pero es ligeramente diferente del valor encontrado por (Kato et al 2014) de 0.05883 (6) días, usando el Método de Mínima Dispersión de Fase o PDM (PhaseDispersionMinimization, por sus siglas en inglés), desarrollado por Stellingwert (1978).

A partir del día 452 los superhumps se ven completamente desarrollados y con una gran amplitud (0.10 mag de semi-amplitud). Como un ejemplo de esto, mostramos la curva de luz del día 455 en la Figura 4.5¹⁶.

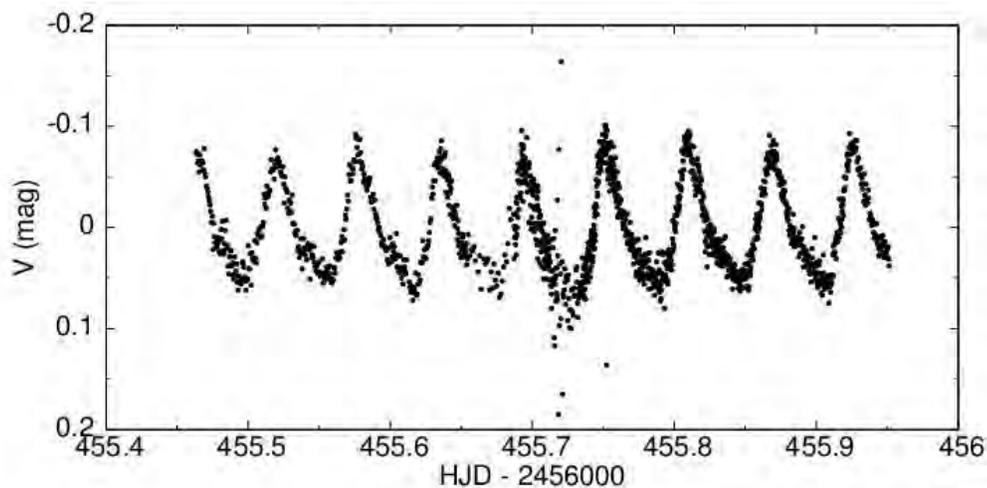


Figura 4.5 Curva de luz de 12 horas obtenida del día 455 que muestra una gran amplitud, común en los superhumps. El nivel cero en la figura corresponde a $V \approx 12.1$ mag.

Conforme la erupción procede, la amplitud principal de los superhumps disminuye. Esto se muestra en una Figura anterior (en el cuadro inferior de la Figura 4.3, donde cada punto representa la semi-amplitud media de cada noche, determinada por el mejor ajuste sinusoidal de la curva de luz construida como se describe en la

¹⁶ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

sección 4.4). Hay que hacer notar que la variación en la amplitud en el intervalo 452- 466 es suave, es decir, en ese intervalo no hay variaciones abruptas.

Para este intervalo 452- 466 se realizó una curva de luz doblada y obtuvimos el espectro de potencias que se muestra en el parte superior de la Figura 4.6¹⁷.

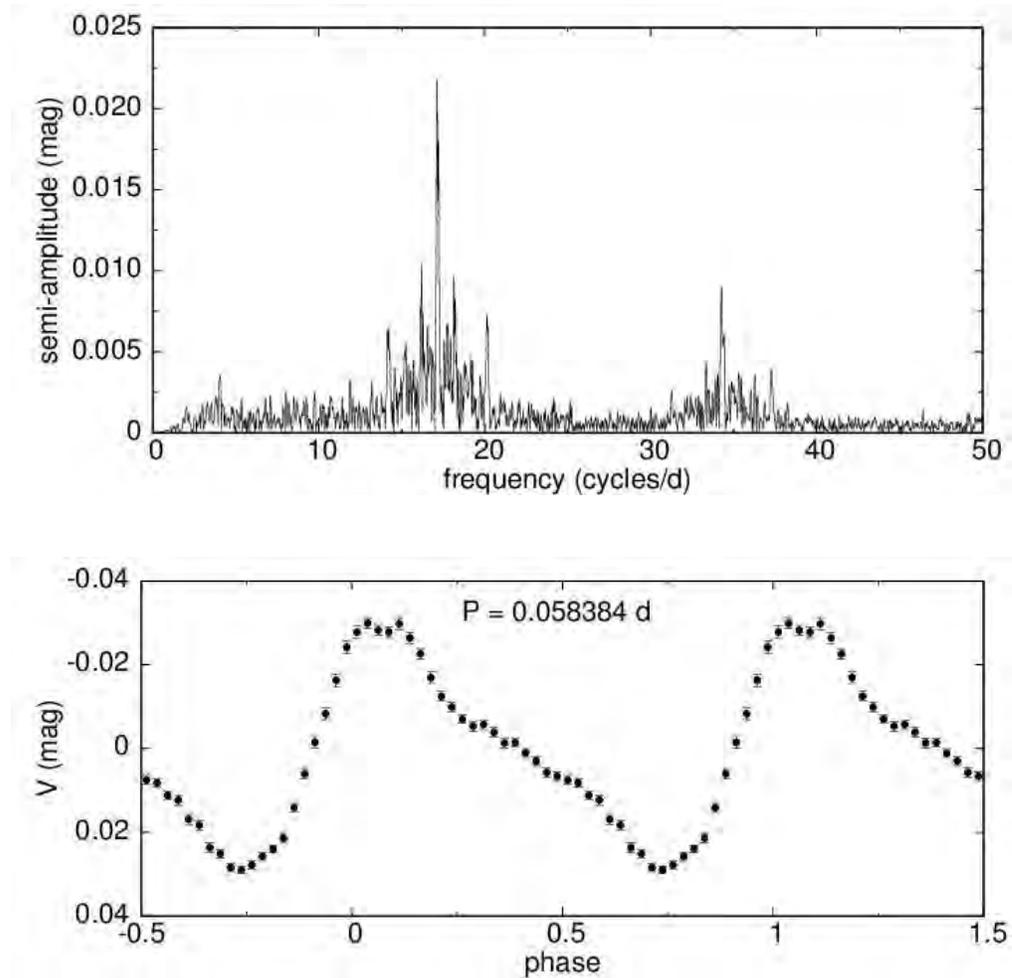


Figura 4.6Arriba: Los espectros de potencia más fuertes durante la etapa de superhumps comunes durante los días 442-466, con los picos principales centrados en las frecuencias 17.128 y 34.265 ciclos d^{-1} . Abajo: forma media de la curva de luz de los superhumps después de doblar los datos en función de la fase usando un período de 0.058384 días. La fase cero es arbitraria.

¹⁷ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

La señal más fuerte ocurre en 17.128(3) ciclos por día, y otra con una fuerza también significativa, pero menor, en 34.265 ciclos por día. Esta última es de nuevo, un armónico de la frecuencia fundamental. La señal más intensa corresponde a la frecuencia del periodo de superhump P_{sh} de 0.058384(10) días. La curva de luz media forma durante este intervalo –normalmente referida como Etapa B de la erupción– se detalla en el cuadro inferior de la misma Figura 4.6. La amplitud de los superhumps aumenta súbitamente alrededor del día 446 y decrece de allí en adelante hasta el final de la erupción principal. A esta etapa se le conoce como Etapa C. La señal más fuerte del espectro de potencias en el intervalo 466 - 470 días se da en 17.191(10) ciclos por día con un período de 0.05817(3) días. Se ven de nuevo picos adicionales en los armónicos como en los casos anteriores.

4.2.5 Estado post eruptivo

Una vez que la erupción ha finalizado, la curva de luz sigue dominada por los superhumps, pero ahora con una amplitud significativamente mayor. Como se mostró en la parte inferior de la Figura 4.3, la amplitud disminuye lentamente mientras conforme el sistema regresa a su estado de quietud. Este comportamiento permanece sin un cambio esencial en los 20 días a nuestras observaciones posteriores a la caída principal que ocurre alrededor del día 466.

Formamos una curva de luz doblada que incluye todas las observaciones a partir del día 473, encontrando un espectro de potencias como el que se muestra en la parte superior de la Figura 4.7¹⁸. El pico de 17.244 ciclos por día – interpretado como la frecuencia del superhump en la etapa post erupción– domina el espectro.

¹⁸ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

También se encontraron armónicos de alto orden, pero cuyas amplitudes son muy bajas (< 0.0065 mag). Esto significa que la forma de onda de la curva de luz debe ser casi sinusoidal. El cuadro inferior de la figura 4.7 muestra, en efecto, que este es el caso.

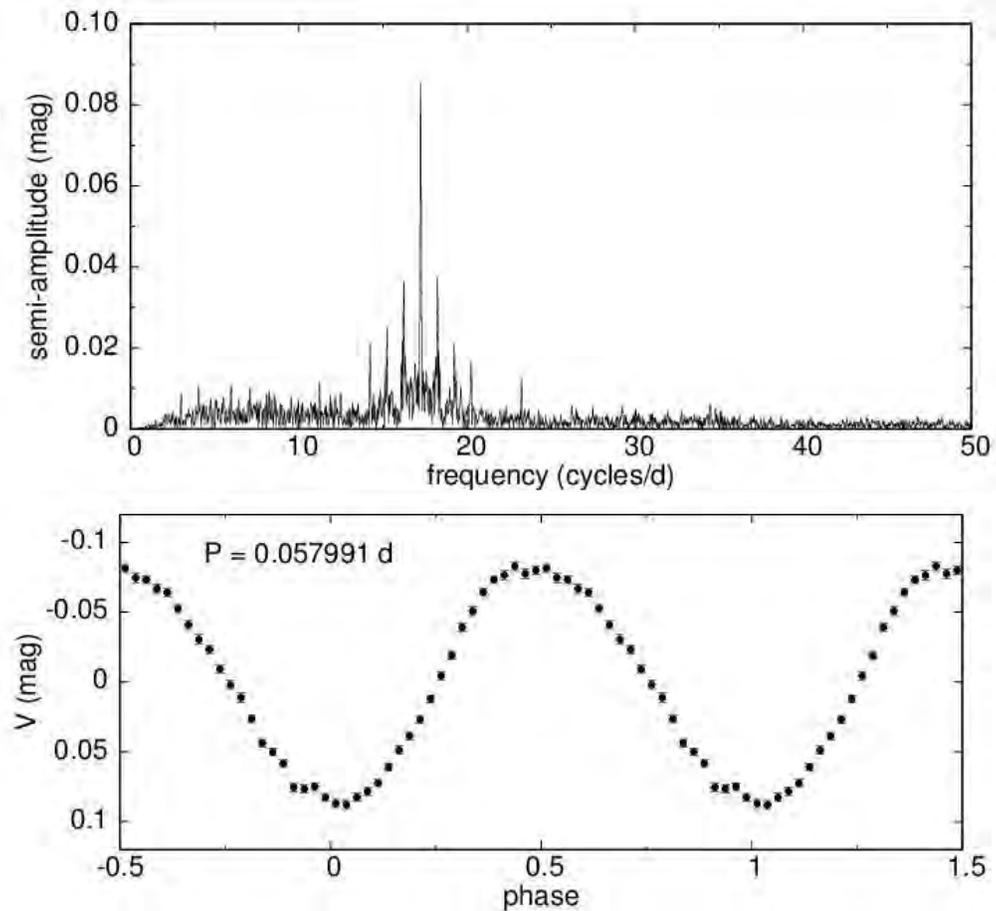


Figura 4.7 Arriba: El espectro de potencias de la etapa post eruptiva (≥ 473), muestra un fuerte pico centrado a 17.244 ciclos d^{-1} . Abajo: Forma de la curva de luz en esta etapa post eruptiva, obtenida después de doblar los datos con un valor de $P=0.057991$ d. La fase cero es arbitraria.

4.2.6 Variaciones temporales del período de los superhumps

Podemos hacernos de una mejor idea de las variaciones temporales del período del superhump, examinando la variación temporal de algunas características claves de la curva de luz. Para este propósito, derivamos los tiempos de todos los máximos observados del superhump. Un total de 310 valores fueron medidos de la curva de luz en el intervalo de 449.6-498.6. La etapa temprana de la erupción no fue considerada, pues la *señal* de estos superhumps tempranos tiene una amplitud muy baja y los máximos individuales no están bien definidos. Una regresión lineal a los máximos medidos nos da las siguientes efemérides:

$$T_{\max}(\text{HJD}) = 2,456,452.8035 + 0.0581910 E,$$

donde $T_{\max}(\text{HJD})$ es el máximo esperado, el segundo término es el punto cero de los calculado, y el tercero muestra el período promedio obtenido en función de E , que es un valor que si se toma como entero, nos va dando cada máximo subsecuente al primer máximo definido por el punto cero, en múltiplos del período.

De esta forma se puede crear un diagrama que se llama O-C, donde se grafica cada máximo observado menos el calculado, en función del tiempo, como se muestra en la Figura 4.8¹⁹.

¹⁹ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

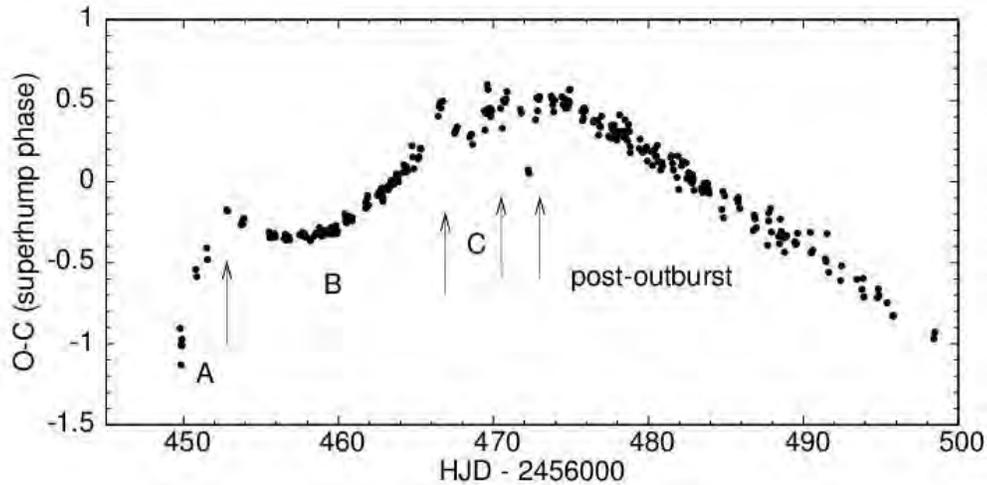


Figura 4.8 Residuos O-C de los tiempos de los máximos observados menos los calculados de los superhumps en el intervalo 449.6-498.6 (véase el texto). Las flechas indican las fechas aproximadas de las transiciones entre las distintas etapas de la evolución del *superoutburst* (y de los superhumps) que se han descrito en el texto.

Este diagrama es complejo, pero muy útil. En particular podemos decir que el patrón que se ve, es el que se observa en otros sistemas de tipo WZ Sge. De este diagrama surgen algunas características de entre las que podemos señalar que:

(i) la época inicial de los superhumps bien definidas, también llamada Etapa A (que se dan a partir de los superhumps tempranos), tiene lugar en un periodo de tiempo muy corto (unos 2 días) y tiene un periodo promedio más largo que el P_{esh} y con una amplitud mayor en su modulación.

(ii) Una vez que la modulación de los superhumps alcanza su máxima amplitud, el sistema entra en lo que se conoce como etapa B, en la que dicha amplitud disminuye lentamente y su periodo medio se acorta. La curvatura hacia arriba de los residuos durante esta etapa (449-466) demuestra, sin embargo, un incremento

gradual en el periodo. Un ajuste cuadrático de los residuos en este intervalo muestra que la derivada del período va como $P_{sh}/dt = 5.8(4) \times 10^{-5}$.

(iii) Previo al final de la erupción principal, la amplitud de los superhumps aumenta y el sistema entra en la Etapa C, extendiéndose desde el día 466 hasta el final de lo que llamamos planicie principal (alrededor del día 470) en el que el periodo de los superhumps permanece esencialmente constante.

(iv) Al finalizar la erupción principal (a partir del día 473), el sistema mantiene superhumps notables con una amplitud considerable y con un periodo que permanece constante por lo menos durante los siguientes 25 días. El periodo de la post erupción es más corto que el P_{sh} , obtenido de la regresión lineal. Un breve resumen de las principales periodicidades a lo largo de la erupción se muestra en la Tabla 4.3:

Tabla 4.3 Principales periodos fotométricos de la modulación de los superhumps durante el *superoutburst* de PNV Aql.

Fechas*	Frecuencia (ciclos d⁻¹)	Periodo (d)	Etapas
445-448	17.55 (3)	0.05698 (9)	Temprana
449-451	16.83 (8)	0.0594 (3)	Etapa A
452-466	17.128 (3)	0.058384 (10)	Etapa B
466-470	17.191 (10)	0.05817 (3)	Etapa C
473-498	17.244 (1)	0.057991 (4)	Post-erupción

* Las fechas en fracción de día Juliano están definidas en la Sección 4.2.1.

Aquí termina la parte del artículo que mencioné al principio de esta sección. A continuación describo lo realizado por mí en cuanto al objeto que presento en esta tesis.

4.3 Espectroscopía

Durante la evolución del *superoutburst* de PNV Aql varias series de espectros fueron obtenidas como se menciona en la Sección 4.2 (resumidas en la Tabla 4.3). Durante el 3 de junio (día 446 en nuestra notación anterior), alrededor de 3 días después del primer reporte de la erupción (Itagaki 2013), se obtuvo una serie de espectros, (con una magnitud de $V \sim 11$), que cubren un intervalo de 2.5 horas. Estos espectros muestran una línea fuerte de emisión de $H\alpha$ de doble pico, con un Ancho Total a Media Altura (FWHM, por sus siglas en inglés) de cerca de 350 km s^{-1} , con un ancho de $\pm 400 \text{ km s}^{-1}$ a la altura del continuo como se muestra en la Figura 4.9²⁰.

La variación de la velocidad radial en estos espectros es apenas discernible y un análisis preliminar realizado a la velocidad radial en esos espectros arrojó un periodo orbital de alrededor de 0.0616 días con una velocidad radial pequeña en su semi-amplitud (Echevarría et al., vsnet alert 15832). Estas características son muy interesantes ya que los perfiles de doble pico son una indicación de sistemas de alta inclinación orbital con respecto al observador (e.g. Warner 1995), en los que una reducida velocidad en las alas, combinado con una semi-amplitud de velocidad radial baja, sugieren un disco de acreción pequeño con una enana

²⁰ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

blanca masiva (M_1) y/o una compañera de muy baja masa (M_2), i.e. un cociente de masas $q=M_2/M_1$ muy bajo.

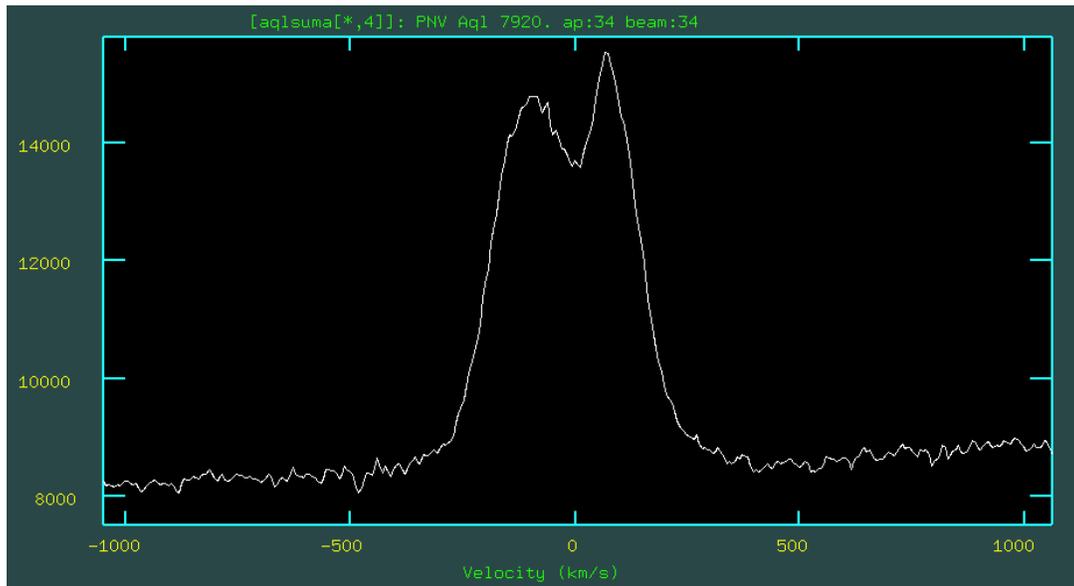


Figura 4.9 Suma de los espectros del 3 de junio de la línea de $H\alpha$ en el marco de referencia de la enana blanca en el que se resalta el doble pico y las alas de baja velocidad (el eje horizontal está en unidades de velocidad).

Además de la línea mencionada, los espectros de esa misma noche (446) muestran otras líneas como $H\beta$, pero con un perfil combinado, es decir, con una línea similar a la de $H\alpha$ pero mucho más débil e inmersa en una línea muy ancha de absorción ($\pm 1000 \text{ km s}^{-1}$). La línea de emisión sobresale apenas a la mitad aproximadamente. En cambio, la línea de $H\gamma$ no se ve ni en emisión ni en absorción. Solamente dos líneas más se observan este día. Líneas de He I λ 4876 y 4471, que muestran ambas un perfil combinado similar al de $H\beta$, pero mucho más débiles.

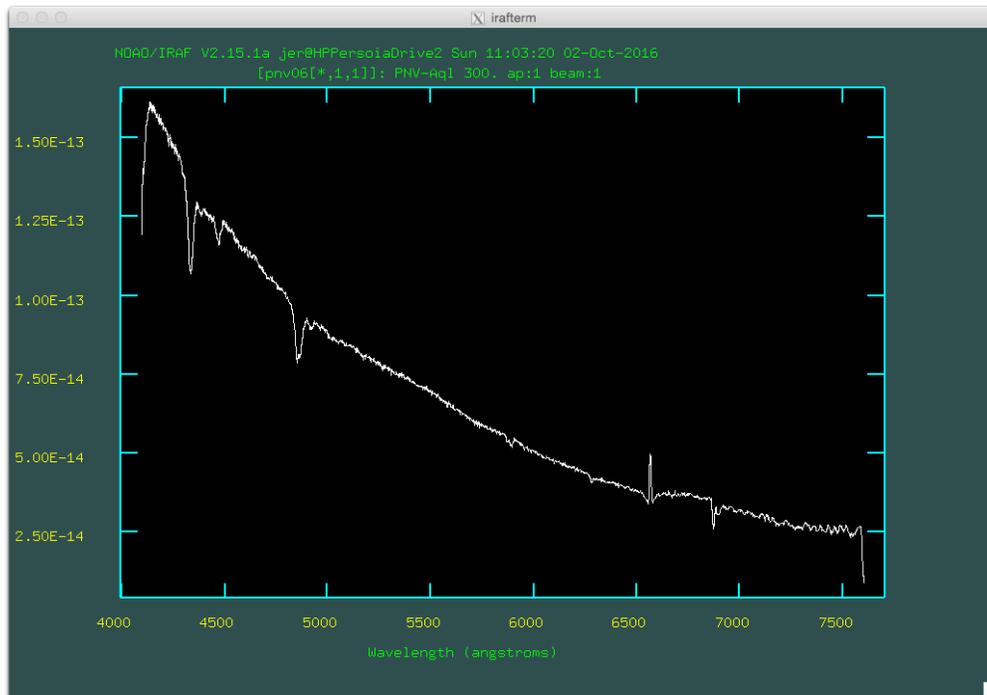


Figura 4.10 Espectro típico del Boller y Chivens tomado el día 6 de junio.

Durante las noches del 5 al 7 y del 9 de junio, que observamos con el Boller y Chivens, que los espectros cambiaron substancialmente. Un ejemplo típico de estos espectros se muestra en la Figura 4.10²¹. En estos espectros observamos ahora líneas débiles y delgadas de emisión de $H\alpha$ dentro de un espectro ancho y débil en absorción. Por otro lado observamos líneas anchas y profundas de $H\beta$ y $H\gamma$ en absorción (así como también He I $\lambda 4471$ en absorción pero más débil que las líneas anteriormente mencionadas). En particular nos ha llamado la atención que la línea de $H\alpha$ permanece con un promedio de velocidades similares a las encontradas el 3 de junio, mientras que las líneas de $H\beta$ y $H\gamma$ aparecen claramente corridas al azul. En particular hemos medido $H\gamma$ y encontramos en promedio

²¹ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

velocidades de -400 a -600 km s^{-1} . Este no es un efecto de calibración de los espectros. Medimos la línea de He I $\lambda 4471$ que está cerca de $H\gamma$ su longitud de onda (sin variaciones orbitales) es la esperada. Este resultado muestra que el origen de las líneas mencionadas es diferente. Probablemente $H\alpha$ continúe formándose en parte del disco, mientras He I parece formarse en un núcleo más concentrado. Por otro lado las líneas de $H\beta$ y $H\gamma$ parecen verse corridas hacia el azul (particularmente $H\gamma$) y creemos que pueda ser el resultado de material visto preferencialmente hacia el observador. El panorama es complejo ya que hacia el final de junio las líneas de absorción desaparecieron y $H\alpha$ volvió a mostrarse en emisión con un perfil doble. En la sección 4.7 trataremos de dar una explicación satisfactoria, aunada a dos resultados que trataremos en las secciones 4.6. a 4.8.

En el resto de esta sección 4.3 haremos un análisis formal de las velocidades radiales obtenidas el 3 y 28 de junio y posteriormente en la sección 4.4 haremos notar que el período reportado por Echevarría (2013) y el que se realiza aquí con más detenimiento, muestra un resultado inconsistente con los resultados de la fotometría.

4.3.1 Parámetros Orbitales

A partir de las diversas noches de las que se obtuvieron los espectros, encontramos que aquellos tomados el 3 de Junio con Echelle y el 28 con el Boller&Chivens, son los únicos que muestran un perfil de doble y con una línea de $H\alpha$ muy intensa que permiten un intento de ajuste de los parámetros orbitales de

velocidad radial. En observaciones de otras noches, los espectros muestran una muy débil emisión en $H\alpha$ o $H\beta$ sin tener una clara solución para el periodo orbital.

Aquí se muestra también el análisis detallado de las observaciones de Junio 3 y se combinan con las mediciones de $H\beta$ tomadas el 28 de Junio. Para ajustar los datos de velocidad radial utilizamos la ecuación descrita en la Sección 2.4. Para ello utilizamos un método especial en donde, para cada línea de emisión, medimos una doble gaussiana con diferentes separaciones para producir los Diagramas de Diagnóstico creados por Shafter, Szkody y Thorstensen (1986) y seguir el procedimiento descrito más a detalle por Echevarría, de la Fuente&Costero (2007), se usó la rutina *convrv* instalada en el paquete *rvsao* del IRAF (véase Sección 4.2).

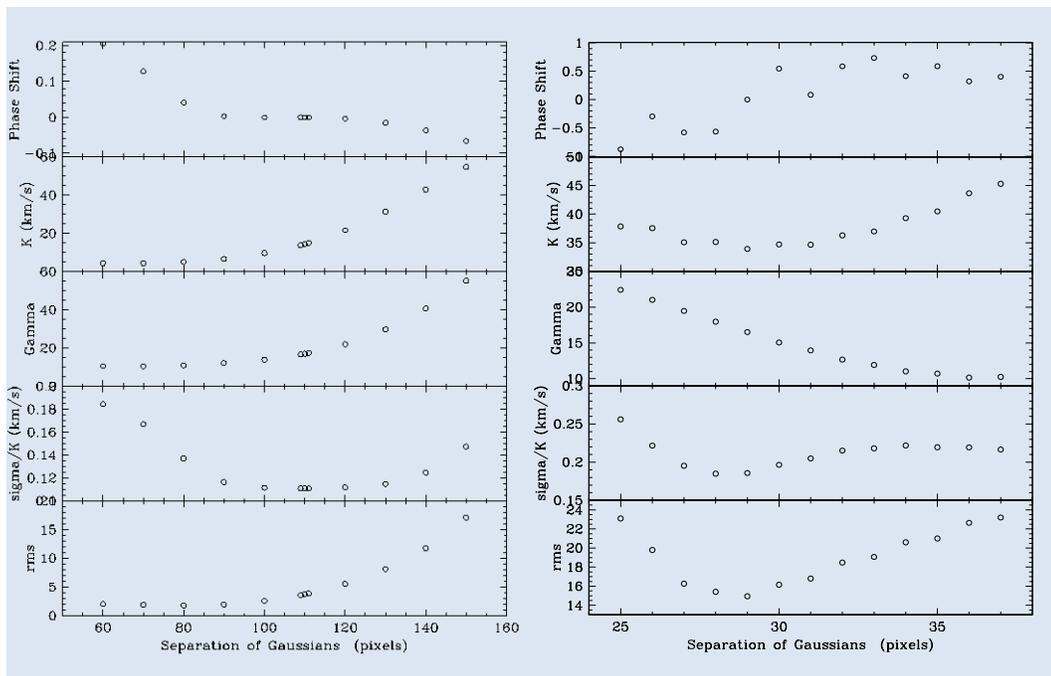


Figura 4.11 Diagramas de Diagnóstico. Izquierda: 3 de junio. Derecha: 28 de junio. Los índices de cada panel, en función de la separación de las Gaussianas se describen en el texto.

Las mejores soluciones para estos diagramas se obtienen seleccionando el valor mínimo del índice σ/K_1 . Para los espectros del 3 de Junio, encontramos que la mejor solución es para una separación de 110 pixeles utilizando gaussianas individuales con un ancho FWHM de 35 pixeles. El ancho individual de las Gaussianas fue determinado de manera interactiva, a lo largo de su separación, para obtener mejores resultados. El diagrama de diagnóstico para esta noche se muestra en la parte izquierda de la Figura 4.11²². Como lo mencionan Shafter et al, el propósito de este análisis es obtener un resultado que provenga de una línea de emisión del disco de acreción que no esté contaminado por emisiones asimétricas, pues de lo contrario no podemos escribir el valor de K al valor de K_1 que es la semi-amplitud verdadera de la primaria o enana blanca. Las asimetrías que dependan de la fase orbital deberían ser fácilmente identificadas en este Diagrama de Diagnóstico. K debe acercarse a un valor estable cuando la separación a de las Gaussianas es suficientemente grande y σ/K_1 debe tener un incremento substancial también para separaciones grandes indicando que las medidas de velocidad comienzan a ser dominadas por el ruido del continuo. Más aún, el Corrimiento en Fase (Phase Shift en los diagramas) debe aplanarse, también para valores grandes de la separación, si la asimetría está confinada a bajas velocidades del disco. Como puede apreciarse del diagrama del 3 de junio, el índice σ/K_1 tiene un comportamiento esperado con un claro mínimo y el corrimiento de fase pasa por una zona estable. Sin embargo K no parece acercarse a un valor estable. De hecho todos los indicadores incluyendo el valor

²² A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

rms (el indicador total del ajuste de los cuatro parámetros) parecen desbocarse rápidamente cuando la separación sobrepasa el valor óptimo. Esto es posiblemente una indicación de que el disco que emite H α es pequeño como parece indicarlo el ancho de sus alas.

Para los espectros tomados el 28 de Junio (tomados a una menor resolución que con el Echelle) se encontró que la mejor solución se encontraba con un ancho de 7 pixeles de Gaussianas individuales, separadas por 28 pixeles. Los resultados se muestran en la parte derecha de la Figura 4.11. De nueva cuenta σ/K_1 tiene un claro mínimo. Sin embargo, para valores grandes de a , este indicador no se dispara como esperamos, sino que se establece en un valor mayor que el mínimo. Tampoco vemos que el Corrimiento en fase se vuelva estable. El comportamiento de K es similar al del 3 de junio pero con una gama de valores mayores. Los parámetros orbitales calculados para las dos noches individuales así como para los datos combinados, son mostrados en la Tabla 4.4

Tabla 4.4 Parámetros orbitales espectroscópicos de PNV Aql

Parámetro Orbital	Junio 3	Junio 28
γ (km s ⁻¹)	23 \pm 1	19 \pm 5
K (km s ⁻¹)	15 \pm 1	32 \pm 6
HJD (2456446 +)	0.811 \pm 0.002	0.48 \pm 0.26
P_{orb} (días)	0.060 \pm 0.001	0.062 \pm 0.002
σ	3.1	19.3

Los parámetros orbitales calculados en cada solución son muy similares excepto por la velocidad K . Aunque los errores de las semi-amplitudes son muy similares,

la diferencia en K se puede deber simplemente a que los errores obtenidos en baja dispersión son mayores. Sin embargo, también es posible que la semi-amplitud haya aumentado por otras razones, mismas que intentaremos abordar más adelante. La diferencia en amplitudes de las dos noches se aprecia de manera muy clara en la Figura 4.11, donde los círculos blancos representan las observaciones del Echelle, mientras que los puntos negros muestran datos de baja dispersión tomados el 28 de Junio. La curva sinusoidal trazada en este diagrama, muestra una semi-amplitud de velocidad radial de 14 km s^{-1} , que es la velocidad obtenida solo con los datos del 3 de junio y que graficamos justo para remarcar la mayor precisión de la medidas obtenidas con el Echelle.

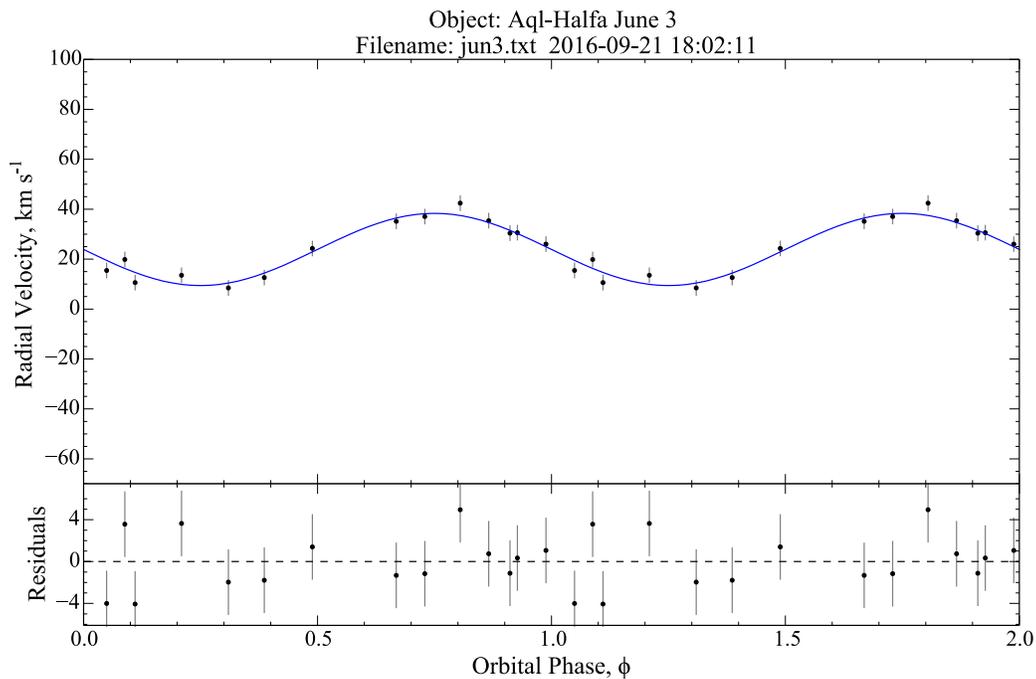


Figura 4.12 Curva de velocidad radial del 3 de Junio²³.

²³ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

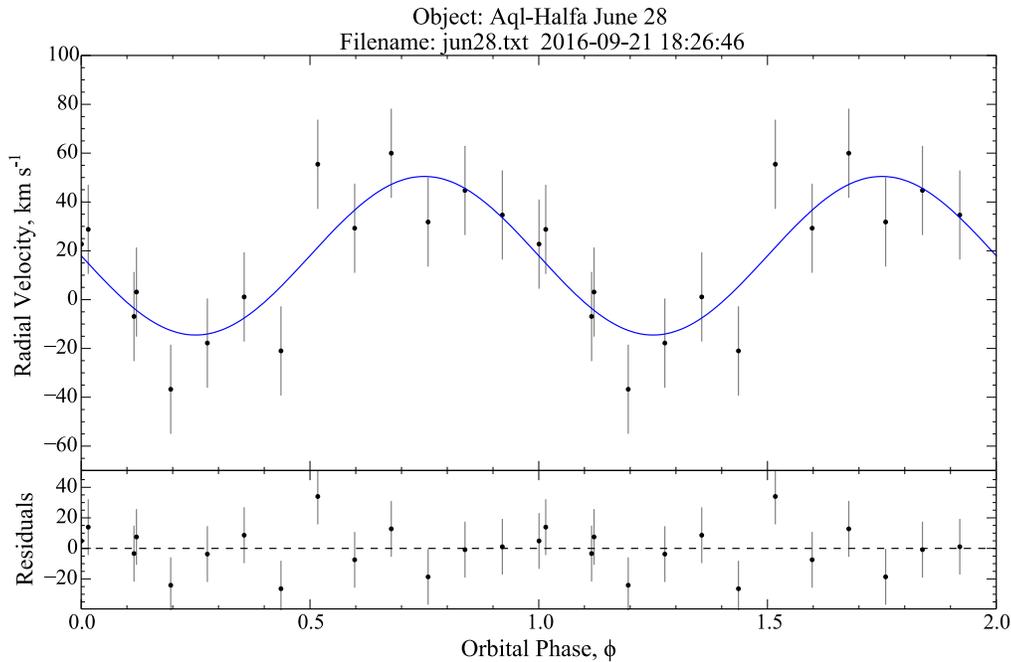


Figura 4.13. Curva de velocidad radial del 28 de Junio²⁴.

4.4 Incongruencia de los resultados fotométricos y espectroscópicos.

Aunque hemos realizado un cuidadoso y formal análisis, tanto para los datos fotométricos como para los espectroscópicos y que son necesarios para esta Tesis, debemos señalar que existe una posible incongruencia en sus resultados. El comportamiento típico de un objeto de tipo SU UMa o WZ Sgen súper erupción tiene como característica básica que el período de los superhumps es mayor que el período orbital por pequeños porcentajes, (Warner 1995). Si el período orbital que encontramos aquí es correcto, este resultado pone a PNV Aql en una pequeña minoría de objetos con superhumps negativas (e.g. Kato y Osaki,

²⁴ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

2013). En el siguiente capítulo analizaremos que tan factible es que PNV Aql pertenezca a este grupo. Pero en esta sección mostraremos que existe un problema con el análisis de los parámetros orbitales de la velocidad radial y que el período calculado puede estar sobre estimado. Bajo la suposición de que el período orbital obtenido por las velocidades radiales está sobreestimado, que es equivalente a suponer que los superhumps son positivas, debemos explorar las causas por las cuales el método de diagnóstico pueda estar afectado. Primeramente mostramos un resultado sencillo, que es el de buscar únicamente la frecuencia fundamental de los datos de velocidad radial, sin intentar calcular los otros parámetros orbitales. Para ello hemos utilizado *Peranso*, un programa de análisis de frecuencias que está descrito por Vanmuster (2014). Hemos tomamos los datos de velocidad radial y le hemos aplicado un análisis del tipo AOV que está diseñado para una muestra con pocos datos (14 valores) en un intervalo contiguo. Los resultados se muestran en la Figura 4.14²⁵.

²⁵ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

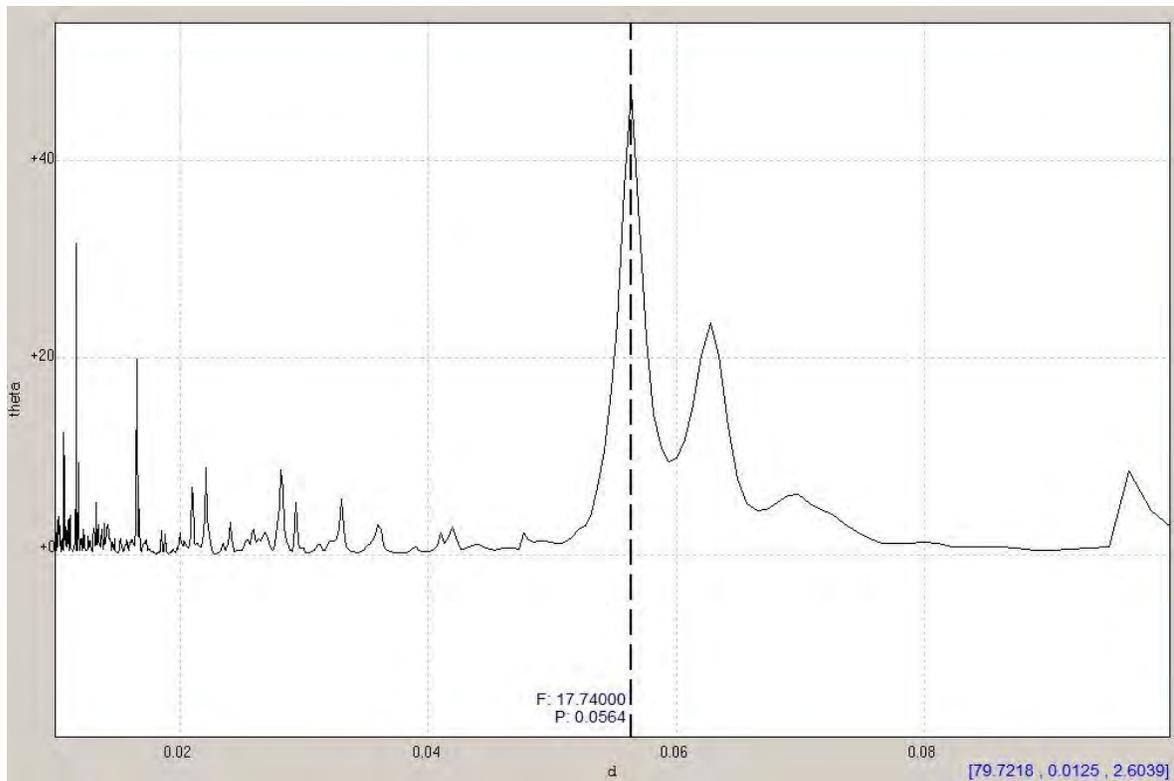


Figura 4.14 Análisis del Espectro de Frecuencia de las velocidades radiales del 3 de junio (véase texto).

Como puede verse, la frecuencia dominante y el período asociado de 0.0564 es menor que el obtenido calculando los cuatro parámetros orbitales. Si comparamos este período del día 448 (véase Tabla 4.3) con los resultados fotométricos vemos que los períodos son compatibles. Hemos hecho lo mismo para el día 471 (también con 14 puntos) y obtenemos un período de 0.0588, que se muestra en la Figura 4.15²⁶ y que es compatible con el período encontrado para la Etapa B, como se muestra en la misma Tabla 4.3.

²⁶ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

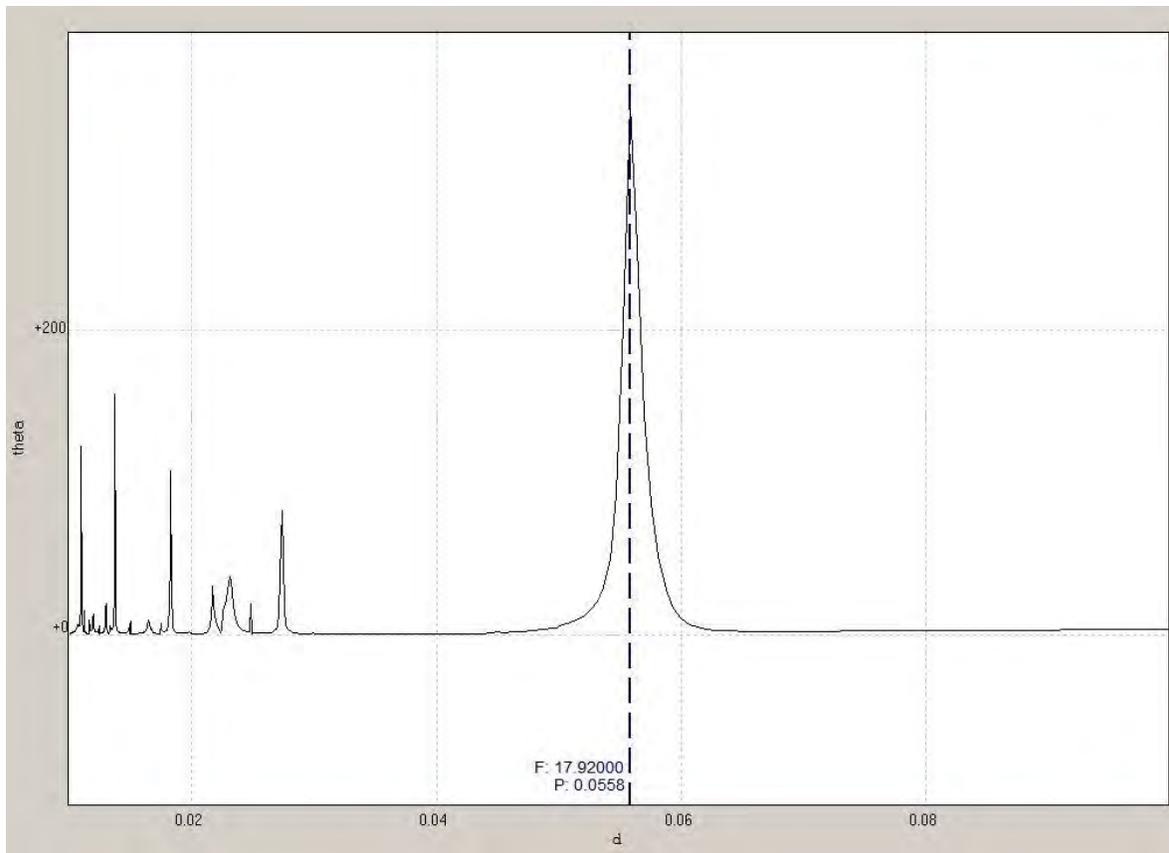


Figura 4.15 Análisis del Espectro de Frecuencia de las velocidades radiales del 28 de junio (véase texto).

Si retomamos el cálculo de los parámetros orbitales, pero dejando esta vez el período fijo, es decir, el encontrado con el Análisis de frecuencia para cada noche, obtenemos los resultados que se muestran en la Tabla 4.5.

Tabla 4.5 Parámetros orbitales espectroscópicos de PNV Aql con el periodo fijo.

Parámetro Orbital	Junio 3	Junio 28
γ (km s ⁻¹)	23 ± 1	19 ± 6
K (km s ⁻¹)	15 ± 2	33 ± 6
HJD (2456446 +)	0.816 ± 0.001	0.805 ± 0.002
P_{orb} (días)	0.0564 fijo	0.0558 fijo
σ	4.1	15.4

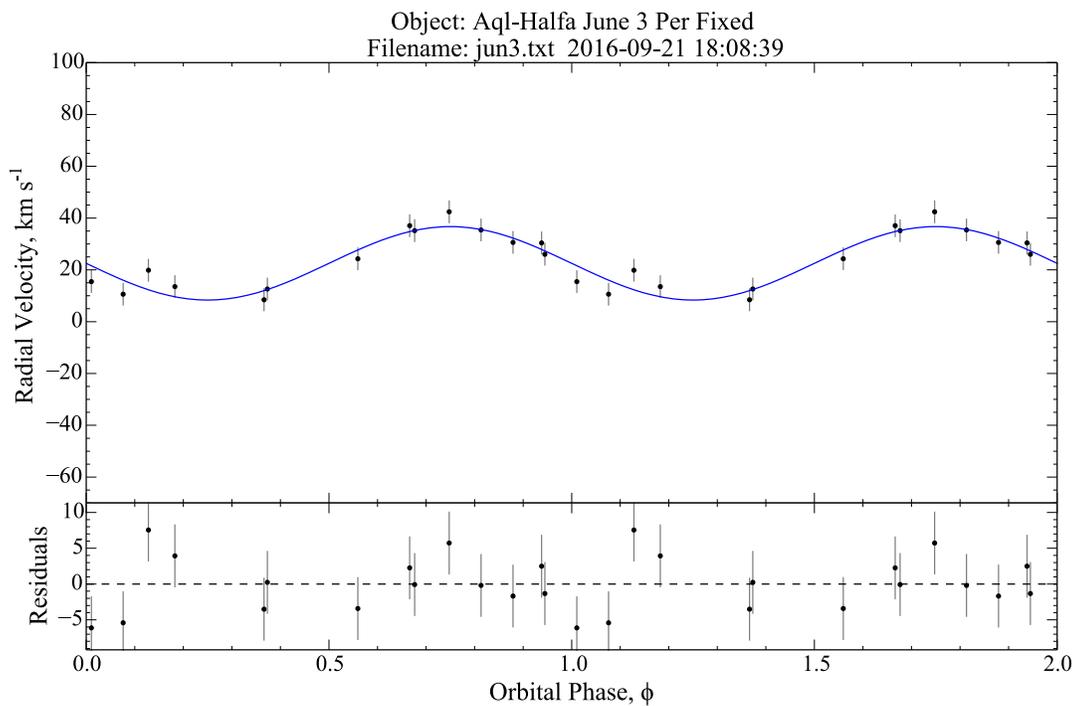


Figura 4.16 Curva de velocidad radial del 3 de junio dejando el período fijo²⁷. Los valores de la velocidad sistémica y la semi-amplitud no varían con respecto a los mostrados en la Tabla 4.3 (véase texto).

²⁷ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

Un cálculo similar, para el día 471 (o 28 de junio) se muestra en la Figura 4.17²⁸.

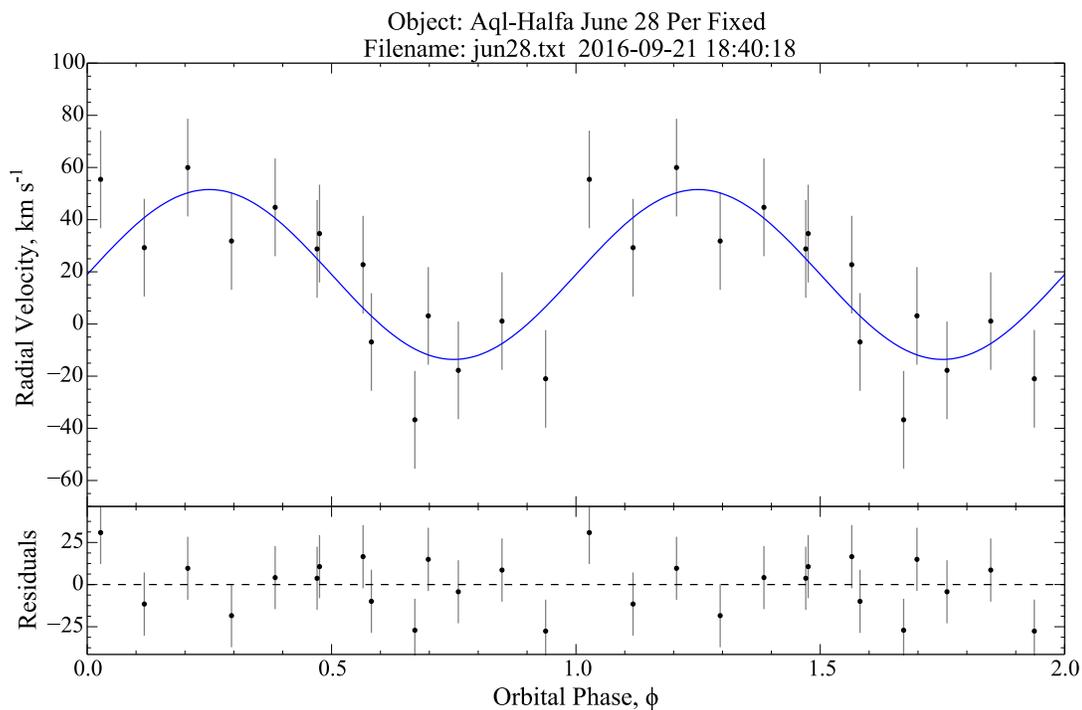


Figura 4.17 Curva de velocidad radial del 28 de junio dejando el período fijo. Los valores de la velocidad sistémica y la semi-amplitud tampoco varían con respecto a los mostrados en la Tabla 4.5 (véase texto).

4.5 La estrella primaria

Durante el *superoutburst*, no se observa la presencia de la estrella primaria. En muchos casos, cuando el sistema vuelve a su estado de quietud, el disco de acreción vuelve a formarse y a dominar el espectro, salvo en unos pocos sistemas (e.g. Avilés et al. 2010) en los que el disco que se rehace es muy débil debido a la baja transferencia de masa de la secundaria. Dado el período orbital encontrado y el hecho de que el sistema tiene características de un sistema de tipo WZ Sge,

²⁸ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

hemos tomado varios espectros de PNV Aql cuando el sistema comenzó a regresar a su mínimo.

4.5.1 La enana blanca al descubierto

Los espectros de PNV Aql tomados el 15 de agosto de 2013 y posteriormente el 15 de septiembre de 2015 mostrados en la Figura 4.18²⁹ (véase detalles en la Tabla 4.1.) muestran claramente la presencia de la enana blanca, subyacente durante la erupción a principios de junio de 2013. Se observan de nuevo líneas de Balmer delgadas en emisión con un doble pico, presumiblemente emitidas por un disco poco intenso, que permite ver las líneas anchas de Balmer, típicas de una enana blanca. Este tipo de espectros se observa en otros sistemas en los que se sospecha que la variable cataclísmica puede haber evolucionado más allá de su período mínimo (Avilés et al. 2010). A este tipo de sistemas se le llama comúnmente sistemas rebotados (o *bounce back* en inglés).

²⁹ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

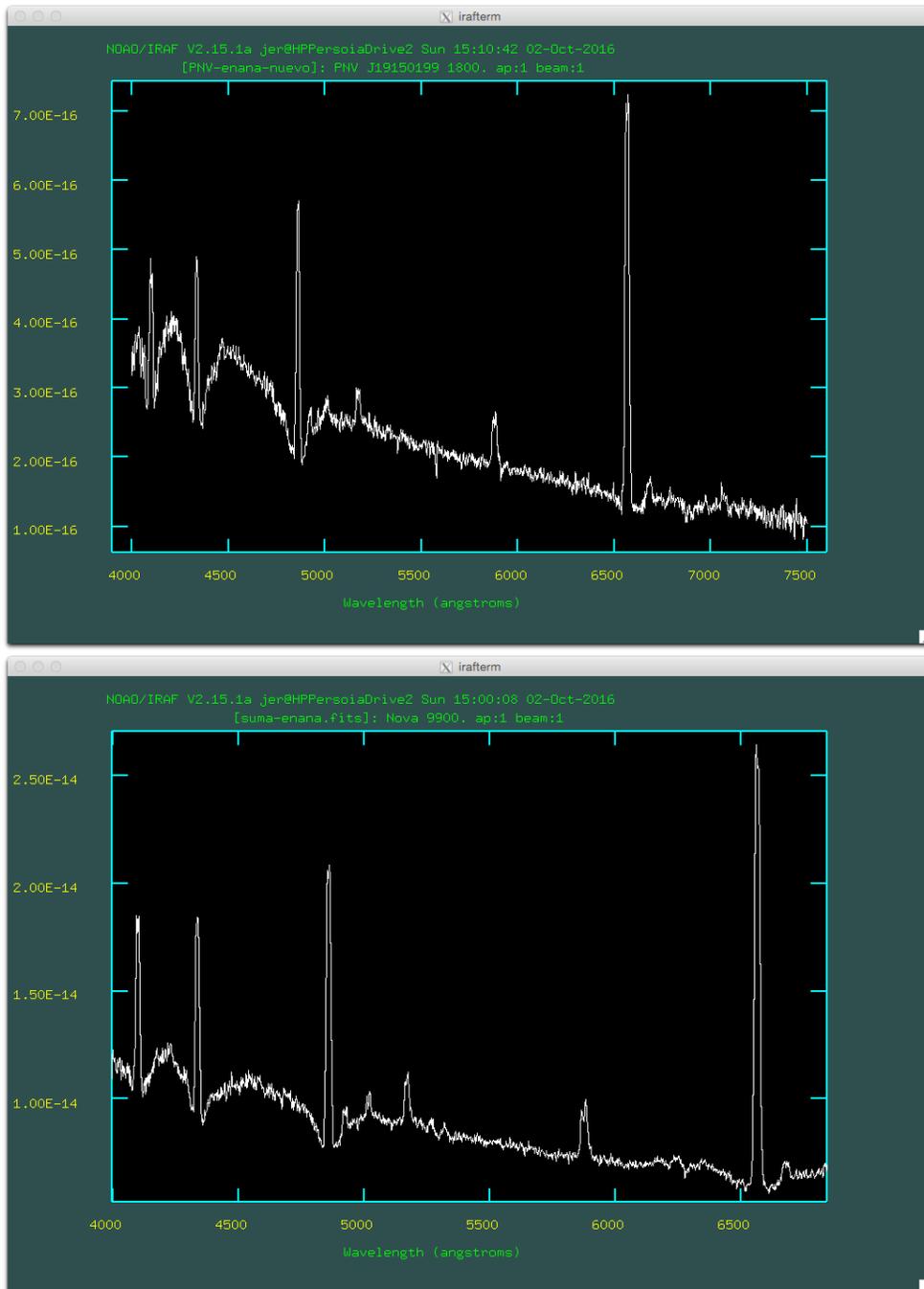


Figura 4.18 Superior: Suma de tres exposiciones (15 minutos cada una) de PNV Aql tomadas el 15 de agosto de 2013 cuando el sistema se encontraba en $V \sim 17$ mag después del *superoutburst*. Inferior: Suma de tres exposiciones (30 minutos cada una) del mismo objeto, tomadas dos años después el 17 de septiembre de 2015, cuando el sistema aparentemente ha alcanzado su estado de quietud $V \sim 18$ mag (no hay más observaciones reportadas después de esta fecha). En ambas Figuras los espectros están calibrados con una estrella patrón de flujo. Puede notarse que el flujo es mucho menor en la segunda época.

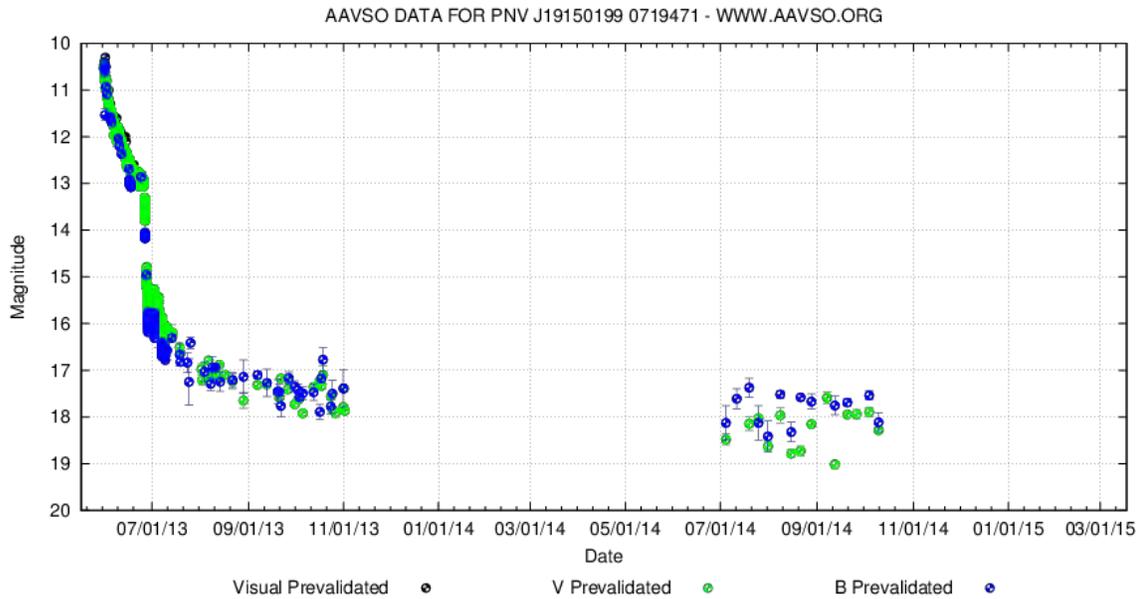


Figura 4.19 Observaciones de PNV Aql desde el inicio del *superoutburst* hasta las últimas observaciones tomadas hasta octubre de 2014 (cortesía de la AAVSO). El sistema ha llegado aparentemente a su estado de quietud en magnitud 18 (no hay observaciones disponibles después de esta fecha).

Durante las observaciones de agosto de 2013 el sistema se encontraba alrededor de magnitud 17, mientras de que los tomados en septiembre de 2015 el sistema ya ha alcanzado su mínimo estado de quietud como lo muestra la Figura 4.19³⁰ (no hay observaciones publicadas del objeto posteriores a las mostradas en la figura).

4.5.2 Temperatura efectiva, gravedad superficial y masa

Uno de nuestros colaboradores en esta investigación ha hecho modelos que se ajustan a las líneas de la enana blanca (Napiwotzki, comunicación privada).

³⁰<https://www.aavso.org/LCGv2/>

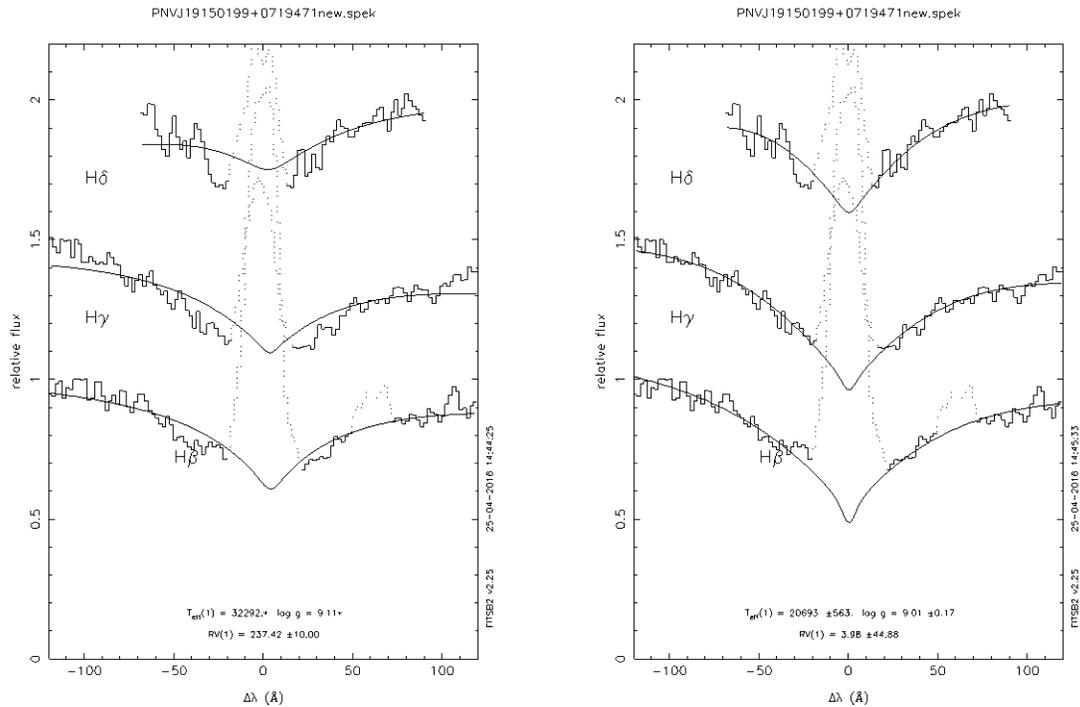


Figura 4.20 Modelos teóricos con el mejor ajuste de la enana blanca correspondientes a la primera época y segunda épocas. El mejor ajuste para el primer caso se da para una temperatura efectiva de alrededor de 32,000 K y una gravedad superficial de $\log g = 9.1$, mientras que para la segunda los mejores parámetros son para una temperatura efectiva de 21,000 K y una gravedad superficial de $\log g = 9.0$.³¹

Estos modelos muestran que para la primera época el mejor resultado es para una enana blanca con una temperatura efectiva de alrededor de 32,000 K y una gravedad superficial $\log g = 9.1$, mientras que en la segunda época los parámetros que mejor se ajustan son para una temperatura efectiva de 21,000 K y una gravedad superficial $\log g = 9.0$. Ambos parámetros son consistentes con una estrella cuya masa es de alrededor de 1.1 a 1.2 masas solares (Althaus et al. 2005) ya que la gravedad superficial es poco sensible a la temperatura efectiva en las enanas blancas (e.g. Tremblay et al. 2010). La masa que encontramos de estos

³¹ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

cálculos debemos compararla con la obtenida por el método de los superhumps que nos da una idea de q .

4.5.3 Estimación de la distancia

De la muestra del SDSS (Nalezyty et al. 2005), podemos estimar que la luminosidad de la enana blanca debe ser del orden de $\log L = -3$ luminosidades solares, es decir, alrededor de mil veces menor que la luminosidad del sol. Esto implica que la magnitud absoluta (M_V) de la enana blanca debe ser de alrededor de 12.5. En el caso de que la magnitud aparente ($V \sim 18$) fuera debida totalmente a la enana blanca y sin tomar en cuenta extinción interestelar, la distancia a PNV Aql estaría dada por la relación: $m - M = 5 \log d - 5$ donde m es la magnitud aparente, M es la magnitud absoluta y d es la distancia en parsecs. Si tomamos M como la magnitud absoluta de la binaria encontramos una distancia de 125 parsecs. Por otro lado, observamos en las imágenes que el sistema está en una región donde parece haberse acumulado gas y polvo que podría afectar nuestra estimación de la magnitud absoluta de esperarse que tanto la magnitud absoluta como la aparente tengan una contribución substancial, ya sea del disco de acreción o de otra fuente de continuo e incluso de la estrella secundaria. Si suponemos a manera de ejemplo que la magnitud absoluta es 2.5 magnitudes menor, la distancia se reduce a 40 parsecs. El movimiento propio encontrado en el catálogo USNO-B1.0, es de $-94, -88$ milisegundos de arco por año. Esto parecería indicar que el objeto está más cerca de una estimación baja de distancia. Sin embargo, podemos ver que de cualquier forma el material que parece *expandirse* entre las imágenes del 18 y 29 de junio, pero a estas distancias esto no puede deberse a

una expansión de material expulsado, pues tardaríamos años en ver esta expansión sino más bien se debe a material iluminado por reflexión de una fuente de luz en expansión.

4.6 Cociente de masas usando los métodos de los superhumps

Patterson et al. (2005) y Kato y Osaki (2013) han propuesto métodos para encontrar el cociente de masas de la binaria:

$$q = \frac{M_2}{M_1}$$

donde M_2 es la masa de la secundaria y M_1 es la masa de la primaria. La idea básica es encontrar una relación entre q , P_{sh} y P_{orb} . Primeramente definimos el exceso fraccional del período orbital como:

$$\varepsilon \equiv P_{sh}/P_{orb} - 1$$

o alternativamente

$$\varepsilon^* \equiv \frac{\omega_{pr}}{\omega_{orb}} = 1 - P_{orb}/P_{sh},$$

donde ω_{pr} es la tasa de precesión absidal del disco excéntrico y ω_{orb} es la frecuencia angular orbital. La tasa de precesión orbital fue discutida por primera vez por Osaki (1985), quien mostró que la tasa de precesión es una función del cociente q y del radio del disco de acreción R_d , ya que esta tasa de precesión absidal en el disco, está determinada por la torca que produce la marea

gravitacional de la estrella secundaria sobre el disco excéntrico. Esto hace natural el uso de ε^* o de ε , que están relacionadas por la ecuación $\varepsilon^* = \varepsilon / (1 + \varepsilon)$.

4.6.1 Método de Patterson

Basado en la etapa de los superhumps comunes o Etapa B, como le hemos llamado aquí, Patterson et al (2005) han encontrado que el exceso fraccional ε se puede encontrar a partir de la tasa de precesión y al simple hecho de que la tasa de precesión debe ser proporcional a la masa perturbadora (i.e., determinado por la torca de marea de la secundaria):

$$\varepsilon = 0.18 q + 0.29 q^2$$

4.6.2 Método de Kato y Osaki

Kato y Osaki (2013) han señalado dos problemas a la solución anterior. El primero es que el período de un superhump varía con el tiempo durante el *superoutburst* como ya se ha discutido en la sección 4.2.6 y en particular se muestra en la Figura 4.8. Esta distribución en Etapas es típica de todos los sistemas y por lo tanto es válido preguntarse a que Etapa debe recurrirse para determinar P_{sh} . El segundo problema es que los efectos de presión dentro del disco contribuyen a determinar la tasa de precesión absidal del disco excéntrico y no solo los efectos dinámicos. Por esta razón dichos autores proponen incluir el efecto de presión y arguyen que en su nuevo modelo dinámico, el período durante

la Etapa A es más representativo de estos efectos de presión. La Figura 4.21³² muestra los resultados de sus cálculos. La línea azul puede representarse por la ecuación:

$$\epsilon^* = 0.00027 + 0.402q - 0.467q^2 + 0.297q^3$$

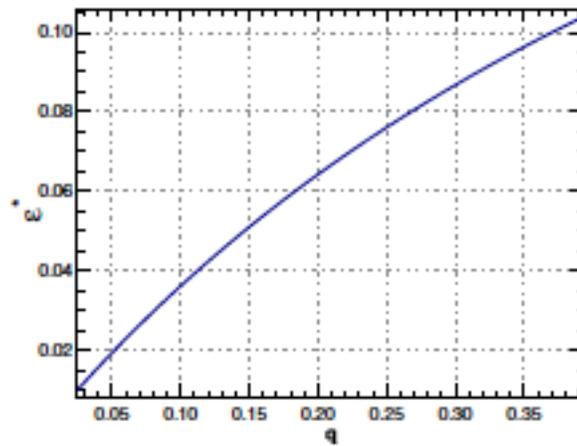


Figura 4.21 Relación entre ϵ^* de la Etapa a y q .

4.6.3 Cociente de masa y masas estimadas

Si utilizamos el valor de $P_{sh}=0.05838410$ de la Etapa B de PNV Aql (véase la Tabla 4.3), y el $P_{orb} = 0.0564$, obtenido del análisis de frecuencias del 3 de junio, obtenemos un valor $\epsilon = 0.035$, que de acuerdo a la relación de Patterson nos da un valor de $q = 0.15$, mientras que si usamos $\epsilon^* = 0.034$, obtenemos $q = 0.093$ de la relación de Kato y Osaki. Como podemos ver de la Figura 4.21, los valores obtenidos de q colocan a PNV Aql en dos posiciones opuestas.

³²Kato y Osaki (2013) PASJ, 65, 117.

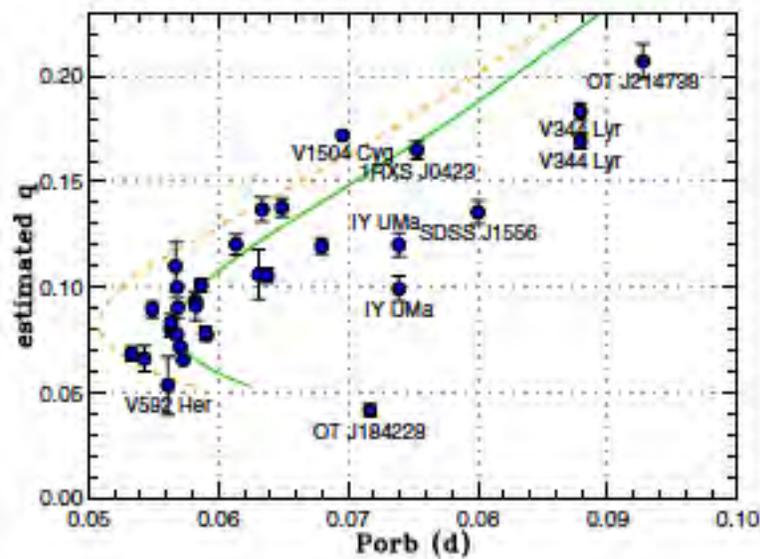


Figura 4.22 Diagrama típico q versus P_{orb} (tomado de Kato y Osaki 2013). Este diagrama es esencial para entender la evolución de los sistemas de corto período. La línea amarilla y la verde representan los trazos evolucionarios estándar y óptimos tomados de Knigge, Baraffe y Patterson (2011), respectivamente (véase texto).³³

Si tomamos del valor obtenido de Patterson encontramos que el objeto se encuentra arriba del cálculo teórico, lejos de un valor esperado para sistemas que están del período mínimo. Aunque este diagrama está diseñado precisamente para calibrar el método de Kato y Osaki, un diagrama similar construido por Patterson et al, como el que se ve en la Figura 4.23, muestra resultados similares.

Sin embargo, los resultados obtenidos utilizando el método de Kato y Osaki muestran un resultado distinto, en el que el sistema tiene un cociente de masas mucho menor y se encuentra cerca del límite esperado de un sistema rebotado.

³³Kato y Osaki (2013) PASJ, 65, 117.

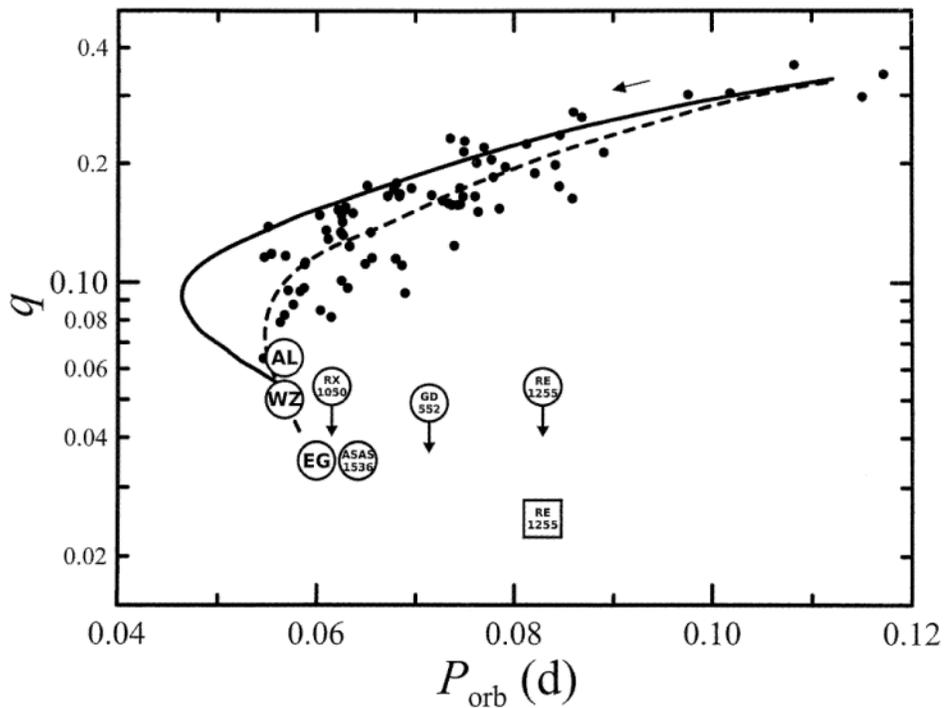


Figura 4.23 Diagrama de q versus P_{orb} .³⁴ En este segundo diagrama la línea sólida es una curva de evolución teórica que asume que la transferencia de masa está gobernada por radiación gravitacional y que las secundarias son estrellas de secuencia principal. La línea punteada corresponde a una relación masa – radio más realista para las estrellas secundarias (véanse detalles en Patterson et al.).

Antes de llegar a cualquier conclusión, debemos señalar que los valores obtenidos en ambos casos, dependen fuertemente de los valores seleccionados de P_{orb} y P_{sh} y que estos valores, para el caso de PNV Aql están severamente limitados. En particular, el valor del período orbital, aunque coincidentes en la fotometría y la espectroscopia, dependen de pocos datos. Sin embargo, podemos recalcar que aún con estas incertidumbres el sistema estudiado muestra evidencia

³⁴Patterson, J. et al. 2005. PASP, 117, 1204.

de que se puede tratar de un objeto muy cerca del límite de los objetos *bounce back*. Por un lado la presencia en los espectros de la enana blanca es indicativo de que la estrella secundaria no vuelve a transferir masa suficiente para que el disco de acreción domine. Por otro lado, los ajustes teóricos a los espectros de estrella compacta, muestran que se trata de una estrella de alta masa. Por último, el valor de la semi-amplitud de K_1 es muy pequeño, lo cual apoya la conclusión de una masa primaria alta. Si tomamos el valor de $q = 0.093$ y una masa M_1 de alrededor de 1.1 masas solares, obtenemos una masa para la secundaria de 0.10 masas solares, que la coloca en el borde de las estrellas que pueden sustentar reacciones nucleares. Para asegurarse del valor de las masas de la binaria es necesario medir la semi-amplitud de la secundaria en el infrarrojo (e.g. Hernández Santisteban et al. 2016) y desde luego también la de la primaria. Esto representa un reto observacional dada la magnitud de PNV Aql en el mínimo y solo puede lograrse en grandes telescopios.

4.7 La nebulosidad en PNV Aql

Durante las noches del 16 al 19 de Junio de 2013, una débil emisión fue apreciada en las imágenes espectrales de Echelle cerca de la ubicación de H α pero moviéndose hacia el lado Oeste de PNV Aql, como se muestra en la Figura 4.24³⁵. Esta componente muestra un corrimiento hacia el azul con respecto a la línea estelar y parece ganar velocidad negativa conforme se separa del continuo. Con un valor máximo de -40 kms^{-1} a una distancia de unos $7''$ de la estrella. Una contraparte, pero más débil se observa en H β .

³⁵ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

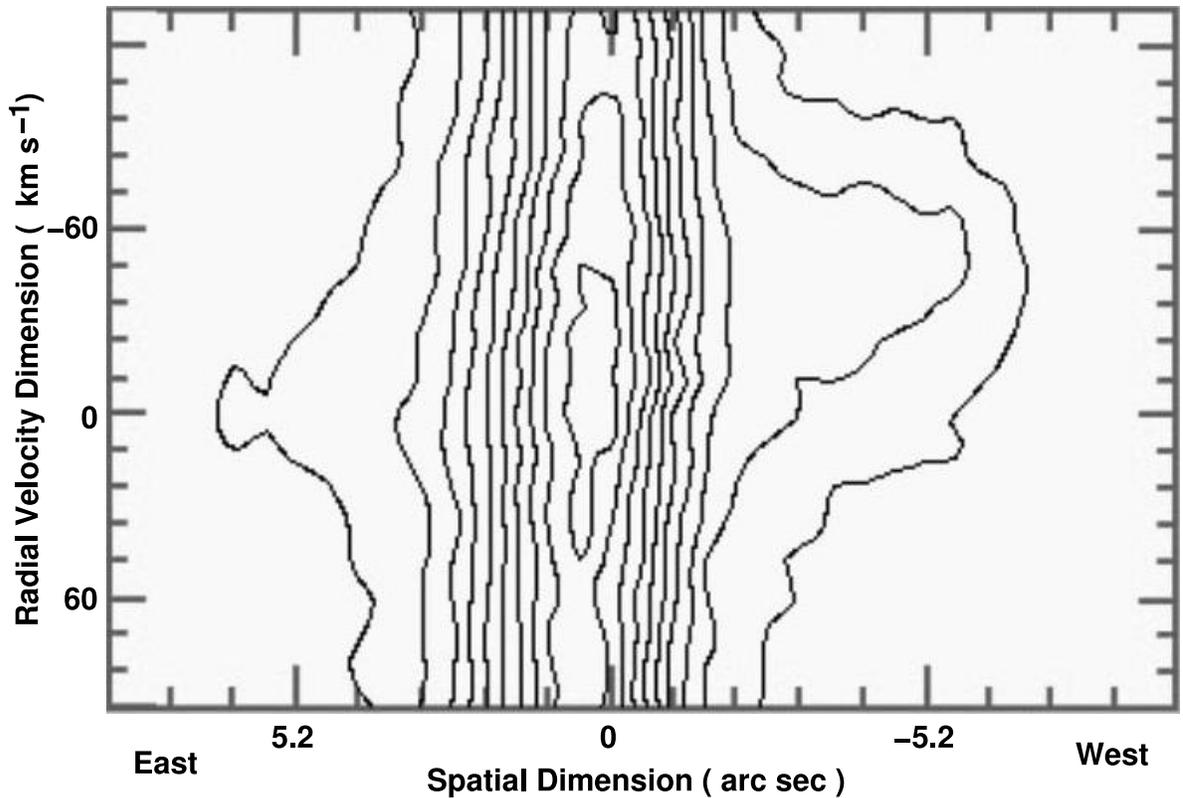


Figura 4.24 Durante las noches del 16 -19 de Junio se detectó una débil emisión en los espectros del Echelle alrededor $H\alpha$. La figura muestra la dimensión espacial contra la velocidad radial tomando como centro el punto más intenso de la línea.

Por esta razón, obtuvimos imágenes directas de $H\alpha$ en el telescopio de 84 cm. Una imagen cosumada obtenida de 7 distintas imágenes individuales con una exposición de 180 s. cada una, tomadas el 18 de Junio de 2013, así como imágenes simples de $H\alpha$ y del continuo (λ 6650 Å) tomadas el 29 de junio de ese mismo año, se muestran en la Figura 4.25³⁶. Una resta escalada de estas dos últimas imágenes se muestran en la parte baja del panel derecho. En todas las imágenes de la Figura 4.25 se muestra una estructura nebulosa se rodeando a PNV Aql. La nebulosidad se detecta con una estructura de cometa orientada en

³⁶ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

dirección NE, en dirección opuesta del movimiento propio del objeto. La emisión más fuerte se extiende en la dirección SW con un ancho total de $10''$ en su ancho total. La emisión visible hacia el W se extiende $7''$ de la estrella central, compatible con la estructura mostrada en la Figura 4.24 compatible con características detectadas en imágenes espectrales de las que se habló previamente en el capítulo anterior. Adicionalmente, en Junio 29 y 30 del 2013, se tomaron imágenes de [OIII] (5007 \AA) y de [NII] (6583 \AA) (no mostradas en este texto), en las cuales no se observa la nebulosidad.

Para explicar la naturaleza de la nebulosidad, se discuten aquí cuatro diferentes posibilidades: 1.- Reflejo a partir de polvo interestelar, 2.- Desexcitación de gas golpeado, 3.- Recombinación de gas ionizado, expulsado del disco de acreción, y 4.- Reflejo de la explosión por el polvo interestelar formado por erupciones previas.

El análisis de las imágenes infrarrojas han mostrado que son una buena herramienta para estudiar la distribución de polvo interestelar incluyendo Hidrocarburos poliaromáticos (PAHs). Por lo tanto, si hay alguna presencia significativa de polvo interestelar en la línea de visión de la vecindad de PNV Aql, debería revelarse en estas imágenes. Las observaciones disponibles del Spitzer en la región de PNV Aql están cercanas a este campo, pero desafortunadamente caen fuera del campo. Se realizó también una inspección de las imágenes del Two Micron All Sky Survey (2MASS; Skrutskie et al. 2006) (J = $1.25 \mu\text{m}$, H = $1.65 \mu\text{m}$, Ks = $2.17 \mu\text{m}$), y el Midcourse Space Experimentor MSX (Price et al. 2001 at $6-25 \mu\text{m}$) las imágenes de 2MASS y MSX a $8.23 \mu\text{m}$ se presentan en la Figura 4.25.

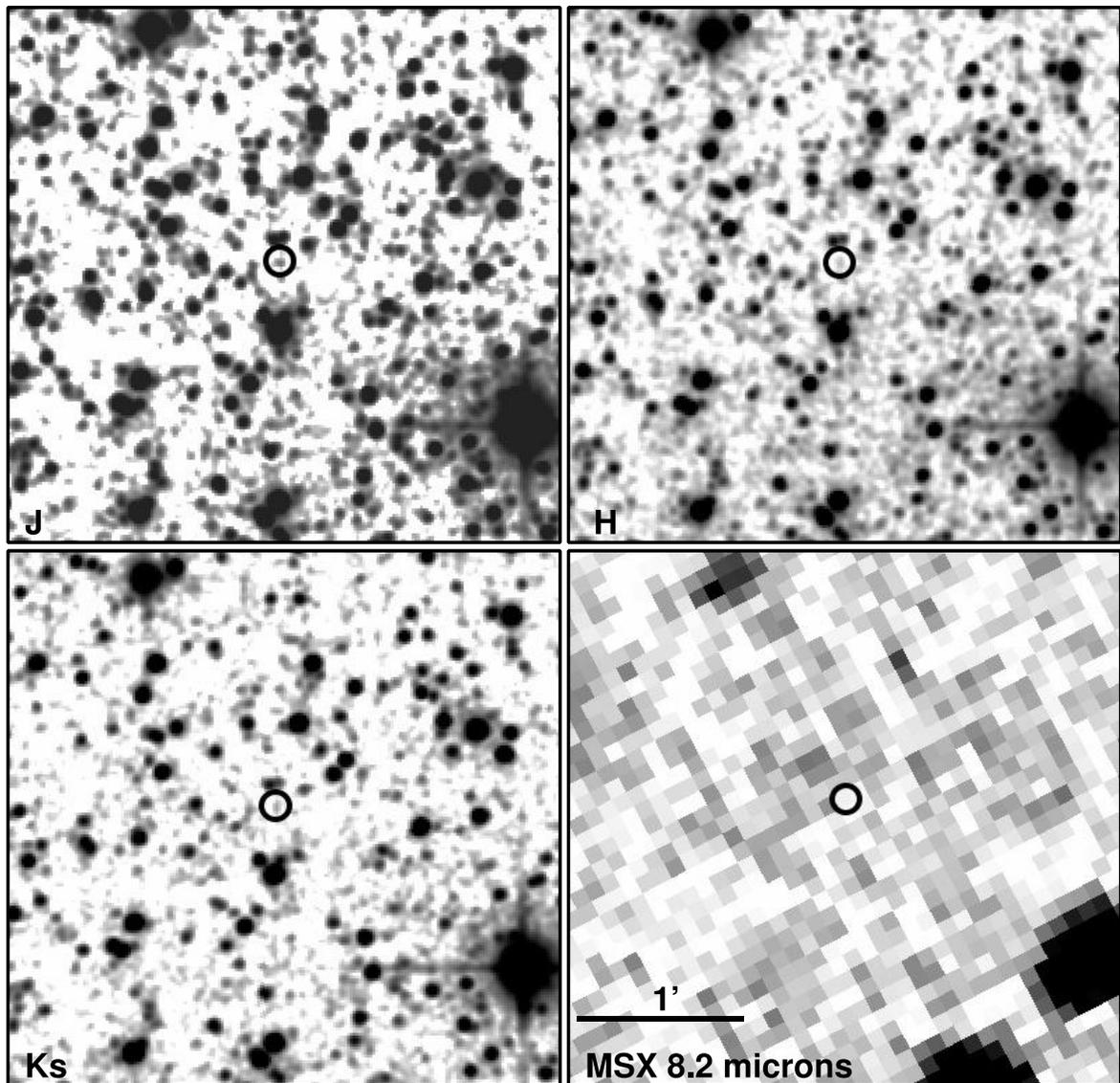


Figura 4.25 Imágenes del J, H y K del 2MASS y del MSX en 8.3 micras (véase texto)

La posición de PN V Aql al momento en que las imágenes fueron tomadas está marcado con un círculo de $5''$ cada uno. El objeto se presenta débilmente en las imágenes NIR y no es detectable en todas las bandas MSX (ejemplificadas en la imagen de la banda de 8.23 microns). Estas imágenes sugieren que el polvo interestelar no contribuye a la emisión difusa del fondo. Por lo tanto, la posibilidad

de que la nebulosidad se deba al reflejo de la erupción de materia interestelar no se favorece.

No se observa señal alguna en las líneas de [SII] $\lambda\lambda$ 6716, 6731, [NII] λ 6583, o [OIII] $\lambda\lambda$ 4363, 4959, 5007, sino más bien se aprecian en los espectros extraídos o en las imágenes espectrales. Además no parece haber una nebulosidad en las imágenes directas de [OIII] y [NII]. Estas líneas prohibidas son indicadores de una desexcitación de gas golpeado. Por lo tanto, es poco probable que la nebulosidad observada se deba al gas eyectado.

Asumiendo que la nebulosidad es producida por la recombinación de gas expulsado del disco de acreción durante el outburst, y que la velocidad de esa expulsión sea de 1000 km s^{-1} , para alcanzar una distancia angular promedio de $5''$ desde la estrella hasta el límite de la nebulosidad observada en unos 20 días, la distancia al objeto debe de ser de unos 2.3 parsecs. Lo anterior es muy poco probable debido a que la magnitud absoluta del objeto en su quietud debería de ser $M_v < 20$. Este es un fuerte argumento contra esta interpretación y que también aplica a la interpretación del material golpeado.

La interpretación más convincente de la emisión irregular de la nebulosidad de H α , desarrollada alrededor de PNV Aql después del outburst, es la reflexión de esta última por el polvo formado en erupciones previas. En efecto, la característica espectral distintiva durante la etapa más brillante del outburst es H α en emisión así como en la nebulosa observada varias noches posterior al máximo.

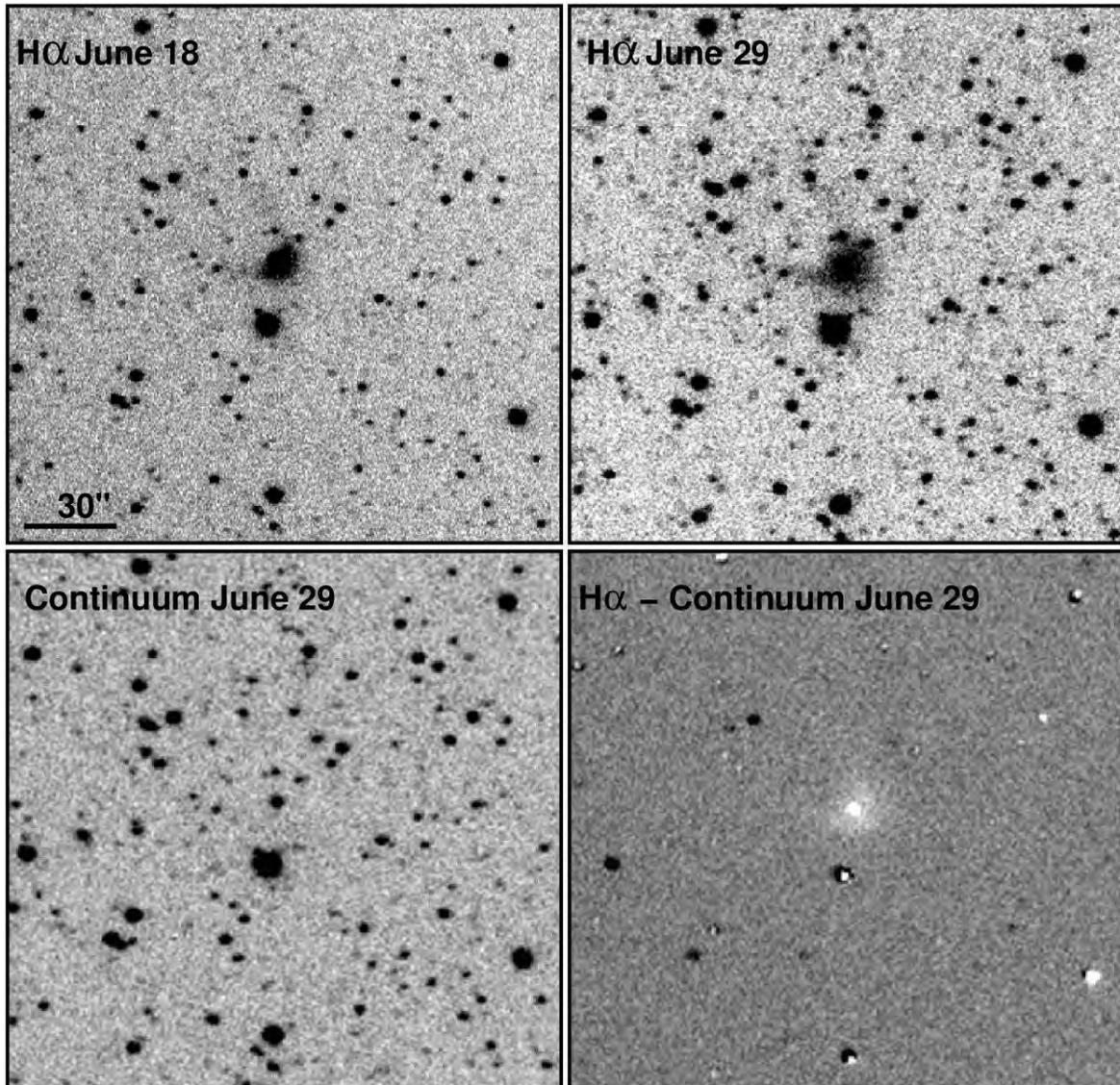


Figura 4.26 Imágenes del 18 y 29 de Junio que muestran la emisión. Fueron tomadas en H α y en el Continuo. La imagen inferior derecha es una sustracción de ambas en la que se aprecia que el objeto emite en H α .³⁷

Si esta interpretación es correcta, un límite superior para la distancia del objeto se calcula en ~ 495 pc, asumiendo un radio de $7''$ para la nebulosidad y en un lapso de tiempo de 20 días después de la explosión. La distancia es un límite

³⁷ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

superior, ya que la nebulosidad podría estar limitada por densidad, y la luz del outburst bien podría haber rebasado el límite exterior de la nube de polvo circunestelar, y debido además a que la distribución del polvo no es esférica alrededor de la binaria.

4.8 PNV Aql ¿Una estrella tipo WZ Sge o una mini Nova?

Este descubrimiento de la nebulosidad de PNV Aql, el primero de que tenemos evidencia en una estrella que entró en *superoutburst*, nos hace cuestionar si la clasificación de PNV Aql es correcta. El objeto parece tener las características distintivas de una estrella tipo WZ Sge, tales como un *superoutburst* y períodos de *superhumps*, así como con un período orbital corto, de alrededor de 0.058 días. Sin embargo, durante los primeros días de la erupción se detectó alrededor de ella, el desarrollo de una nebulosidad, presente aún 30 días después del *superoutburst* y que dejó de observarse posteriormente.

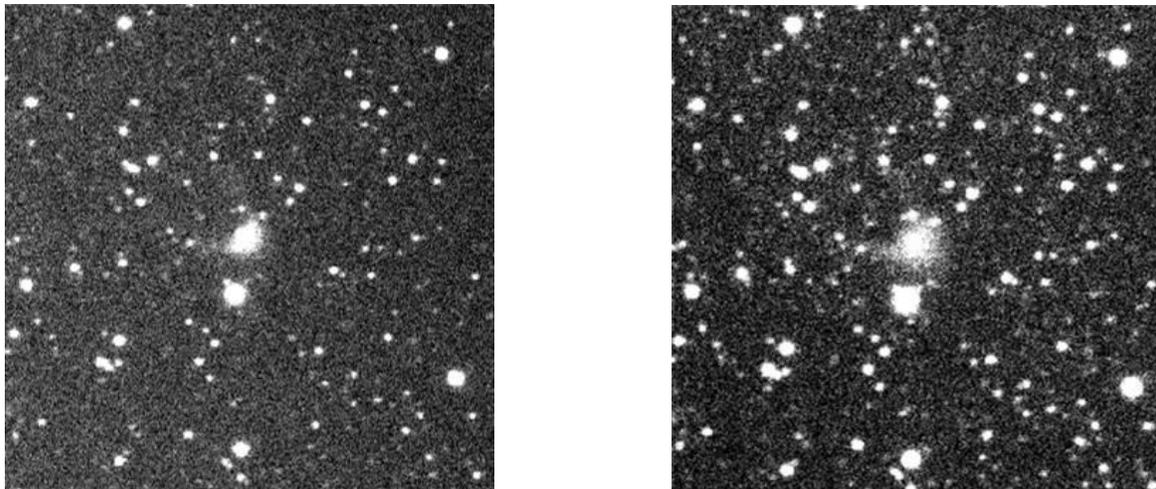


Figura 4.27 Imágenes tomadas el 18 de Junio (izquierda) en la que se muestra la emisión; el 29 de Junio (derecha) la emisión se ha extendido.³⁸

³⁸ A partir de datos propios (en preparación para su publicación).

La evidencia de una cáscara observada durante la erupción es inusual. Más aún, la discusión en la sección 4.6 parece indicar que dicha emisión no puede ser producto de una emisión actual, sino que es producto de la emisión reflejada de material acumulado anteriormente. En particular, la forma del bow-shock que se observa sugiere que la estrella está arrastrando dicho material. Lo que es indudable es que esta emisión no ha sido vista en otros objetos. El hecho de que la emisión no dure más que un período corto, nos lleva a pensar que la enana blanca sufrió un episodio corto de expulsión de material de su superficie de baja energía. Si esto es correcto, nos enfrentamos a un fenómeno nuevo, es decir, la emisión de una cáscara que no tiene la energía típica de una explosión de una Nova Clásica. Por estas razones sugerimos la posibilidad de que esta estrella sea un nuevo tipo de Variable Cataclísmica, que aquí denominamos *Mini Nova*. Nos preguntamos, si este es el caso, porqué este fenómeno no ha sido observado en otros sistemas, particularmente en estrellas de tipo WZ Sge. Una posibilidad es que en otros objetos, no se ha detectado en el momento adecuado el jet que observamos en los espectros del Echelle, que fue lo que nos llevó a tomar las imágenes que mostraron la emisión. Si esta propuesta es correcta, estaríamos ante una nueva clasificación que todas las estrellas de tipo WZ Sge podrían ser Mini Novas, como se discutió en la sección 3.6. El punto clave es que en la literatura no se reportan fases nebulares que son típicas de la Novas. Es por eso que proponemos que la expulsión del material es de baja energía y que no se produce dicha etapa nebular. Es posible entonces, que nos encontremos con un nuevo tipo de sistemas en los que existen explosiones de baja energía y por eso proponemos el término Mini Nova.

4.8.1 La importancia de la nebulosidad

Resumimos aquí la trascendencia del hecho de que en PNV Aql se haya detectado una emisión de una nube de polvo y la primera vez que a un objeto del tipo WZ Sge se le observa este tipo de fenómeno. En el caso de nuestro objeto, esta nebulosidad fue descubierta alrededor de 15 a 30 días después del primer reporte. Teniendo en cuenta que el objeto se encuentra a una distancia de 40 parsecs, es prácticamente imposible que la nebulosidad sea el producto de una cáscara expulsada como resultado de la explosión. Por el contrario, es mucho más probable que ésta sea consecuencia de una recombinación de gas ionizado o en su defecto, un reflejo del polvo de erupciones previas y que se encontraba en interacción con el medio interestelar.

Imágenes de meses posteriores, en Septiembre de 2013, ya no muestran el desarrollo de un espectro nebuloso ni de la cáscara que pudiera haber sido expulsada. El hecho de que no veamos ni material activo ni una fase nebulosa, son el indicador de que la explosión no concuerda con las explosiones típicas de una Nova. Por el contrario, existe la posibilidad de que el outburst haya surgido de una explosión termonuclear débil.

PNV Aql muestra tres características típicas de una explosión de tipo Nova:

1. Un periodo de producción de polvo cercano al 27 de junio.
2. Un outburst de al menos una magnitud de $\Delta V \sim 8$ mag, que fue tomada después de su máximo.

3. Líneas en absorción en el azul, de $H\gamma$ y $H\delta$, mientras que $H\alpha$ se encuentra en emisión y con un corrimiento hacia el rojo. Ambas son características de material que se está expandiendo.

Capítulo 5

Conclusiones

Una vez que hemos realizado el presente trabajo, que incluye la presentación de observaciones, análisis de resultados y la concepción astronómica desde un punto de vista geográfico en el primer capítulo, es importante establecer un cierre general del mismo.

La Geografía tradicional, que se enseña en la educación básica, aborda de manera muy general aspectos astronómicos de nuestro sistema solar, sin embargo, esto se hace de una forma bastante enciclopédica y aunado al hecho de los constantes cambios en los planes de estudio que de manera cada vez más frecuente reducen la enseñanza de ciertas disciplinas, como la Geografía, y con ello la posibilidad de que el conocimiento, que en otro momento ésta se encargaba de difundir en dicho nivel, se reduzca.

La Astronomía, como muchas otras disciplinas, debe de ser reconocida como parte esencial de la formación educativa, ya que es un aspecto importante para una educación integral. No hablamos del hecho de tener clases de Astrofísica en los niveles de educación básica, sino de que se difunda el conocimiento científico en sus aspectos más generales como una forma de entender el conocimiento como un todo.

A manera de cierre sobre el objeto estudiado en esta tesis, PNV Aql, podemos decir tiene características que hacen pensar en la posibilidad de establecer un

nuevo grupo dentro de la clasificación de las estrellas novas. Lo anterior debido a que a pesar de lo limitante que llega a ser un trabajo de tesis de licenciatura, los resultados y el análisis de las observaciones no encajan completamente en los grupos de novas que actualmente existen en la clasificación y que hemos descrito. Es necesario también, que para que esta propuesta tenga bases mucho más sólidas, se estudie a mayor profundidad objetos de este tipo, con características similares y que en su momento pudieran coincidir con nuestras afirmaciones. El hecho de que PNV Aql presente características poco comunes de una Nova Enana tipo WZ Sge, de manera especial la nebulosidad de la que se ha hecho mención así como el corrimiento hacia el rojo y el azul, además del hecho de que estas estrellas tienen superciclos y outbursts de una muy larga amplitud, podrían ser indicadores a favor de nuestra afirmación de que estamos ante un nuevo tipo de estrellas. Ante ello proponemos el término de mini-Nova como una nueva clasificación.

En este sentido es de suma importancia destacar la nebulosidad como un aspecto trascendental en el objeto, ya que debido a esta nebulosidad es que no encaja de manera común en las características que suelen presentar las estrellas tipo novas.

Debido a la poca evidencia disponible hasta ahora, queda abierta la posibilidad de que nuestro objeto en cuestión, PNV Aql, sea por un lado una estrella WZ Sge debido a algunas de sus características, pero por otro lado nuestra propuesta de designar a este objeto y con él una nueva clasificación denominada *mini Novas*, es

algo que requiere de mayor investigación y del estudio de objetos que en su momento pudieran encajar en ella.

Bibliografía

- Althaus, L. G., et al., 2005. *A&A*, 440, L1.
- Avilés et al. 2010. *ApJ*, 711.389.
- Beck, S., Henden, A. y Templeton, M., 2015. *Guía de Fotometría CCD de la AAVSO*. Versión 1.1 Cambridge, MA: AAVSO.
- Chicana Nuncebay, W., 2015. La luz y la astronomía. *Conversus. Donde la ciencia se convierte en cultura*, (115), pp.4-5.
- Discos de Acreción (Sin Fecha). *Astronomía de Altas Energías*. Instituto de Astronomía, UNAM. Recuperado el 29 de marzo de 2016: <http://www.astroscu.unam.mx/~wlee/OC/SSAAE/AAE/Sistemas%20Binarios/Discos%20acrecion.html>
- Echevarría, J., 2002. *Estrellas Binarias Interactivas*. DF, México: Fondo de Cultura Económica.
- Echevarría, J., 2009. *Estrellas Binarias*. *Ciencia, Revista de la Academia Mexicana de Ciencias*, (60), 32.
- González Buitrago, D.H., 2010. SDSS J0018+3454. Una Variable Cataclísmica de un Gran Largo Periodo Orbital. (Tesis de Maestría). Universidad Nacional Autónoma de México-UNAM, México.
- Heintz, W. 1978. *Double Stars*. Dordrecht, Holland: D.Reidel Publishing Company.
- Hellier, C., 2001. *Cataclysmic Variable Stars: how and why they vary*. U.K.: Springer-Praxis books in astronomy and space sciences.
- Hernández Santisteban, J. V., Echevarría, J., Michel, R. y Costero, R. 2017. *MNRAS*, 464, 104.
- Hernández Santisteban, et al., 2016b. *Nature*, 533, 366.
- Horne, K., Wood, J. H. y Stiening, R.F. 1991. *ApJ*. 378, 271
- Howell, S. Y Szkody, P., 1994. *Cataclysmic Variable*, Proceedings of the Conference held in Albano Terme, Italy p 336. Eds A. Bianchini, M della Valle y M. Orío. Springer.
- ÍsitaTornell, R., 2015. Año internacional de la Luz. *Conversus. Donde la ciencia se convierte en cultura*, (115), pp.4-5.
- Kato T., et al., 2014, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 66, 90
- Kato, T. y Osaki, Y., 2013. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 65, 13.
- Kato, T. y Osaki, Y., 2013. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 65, 115.
- Kippenhahn, R. and Weigert, A. 1990. *Stellar Structure and Evolution*. *Astronomy and Astrophysics Library*. Springer-Verlag.
- Lubow, S.H, 1991. *ApJ.*, 381.268

- Moreno Corral, M.A. 2003. Historia de la Astronomía en México(compilador), CDMX, México: Fondo de Cultura Económica.
- Nalezty, M., 2005, ASPC, 334, 107.
- Ortega Valcárcel, J., 2000, Los horizontes de la Geografía. Teoría de la Geografía, Barcelona, España: Ariel Geografía.
- Osaki, Y., 1985. Astronomy and Astrophysics, 144, 369.
- Patterson, J., 1998. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, 1132.
- Patterson, J., 2013. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, 1132.
- Patterson, J., Thorstensen, J. R. y Kemp, J., 2005.Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 117, 427.
- Pavlenko, E.P., (2007). WZ SgeStars. Odessa AstronomicalPublications, 20, pp. 168-173.
- Ramírez Jiménez, S.I. y Miranda Blancas, R., 2015. El espectro electromagnético. Conversus. Donde la ciencia se convierte en cultura, (115), pp.6-7.
- Ramírez-Torres, A., 2009. Espectroscopía y Fotometría de Estrellas Variables Cataclísmicas (Tesis de Licenciatura). Universidad Nacional Autónoma de México-UNAM, México.
- Romanishin, W., 2006. AnIntroduction to AstronomicalPhotometryUsing CCDs.
http://www.physics.csbsju.edu/370/photometry/manuals/OU.edu_CCD_photometry_wrccd06.pdf
- Sobreira, P. H. A., 2002.Astronomia No Ensino De Geografia. Análise Crítica Nos Livros Didáticos de Geografia (Tesis de Maestría). Universidad de Sao Paulo, Brasil.
- Sobreira, P. H. A., 2005.Cosmografia Geográfica: Astronomia No Ensino De Geografia. (Tesis de Doctorado). Universidad de Sao Paulo, Brasil.
- Sobreira, P. H. A., 2012. Releitura Do Conceito De Cosmografia: A Interface Entre os EstudosAstronômicos e Geográficos. Revista Latino-Americana de EducaçãoemAstronomia - RELEA, 14, pp. 57-75.
- Reid, In, Brewer, C., Brucato, R.J., McKinley, W.R., Maury, A.m Mendenhall, D., Mould, J.R., Mueller, J., Neugebauer, G., Phinney, J., Sargent, W.L.W, Schoembert, J. Y Ticksten, R. 1991. PASP, 103, 661.
- Ritter, H. y Schroeder, 1979. Astron. Astrophysics, 76, 168.
- Stellingwert, R.F., 1978. ApJ. 224, 953.
- Tremblay, P.-E., et al., 2010, ApJ, 712, 1345.
- Vanmuster, T., 2014.<http://www.peranso.com>
- Warner, B., 1976.Structure and Evolution of close binary systems. IAU Symp. 73, p85, D. Reidel, Dordrecht, Netherlands.
- Wade, R.A. y Horne, K. 1988. ApJ. 324, 411.
- Warner, B., 1995.Cataclysmic Variable Stars. Cambridge University.
- Wood, J. H., Horne, K. y Vennes, S. 1992. ApJ, 385, 294.
- Zhan, J.-P., 1966. Ann. d'Astrophys., 29, 489.