

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL

INSTITUTO DE FÍSICA

Estudo da variabilidade e periodicidade de estrelas anãs brancas

Larissa Antunes Amaral

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado
para a obtenção do grau de Bacharel no Curso
de Física.

Orientadora: Prof. Dra. Alejandra Daniela Ro-
mero

Porto Alegre - RS

Dezembro de 2018

Para Anna Clara e Bernardo.

Agradecimentos

Agradeço aos meus orientadores, Kepler e Alejandra, pelos conselhos, não apenas acadêmicos mas como de vida. Pela paciência, por acreditarem em mim e por terem compartilhado tanto conhecimento comigo. Obrigada por me abrigarem embaixo da asa de sabedoria de vocês.

Aos meus pais, pelo apoio, por me segurarem e me empurrarem para frente. Principalmente a minha mãe, por escutar todos os meus choros, acalantar todas as minhas preocupações e dúvidas, e por dizer que vai ficar tudo bem mesmo não sabendo o que o futuro nos guarda.

Aos meus sobrinhos e afilhados, Anna Clara e Bernardo, por todo o amor incondicional e toda a alegria que trazem a minha vida. A minha cunhada Ariane e principalmente ao meu irmão Lucas, por ser meu amigo, pai, tutor, professor, por me ensinar tanto sobre a vida, me dar uns puxões de orelha e ter o maior coração que eu já conheci.

Ao meu primo Jonier, que de certa forma foi meu guia na física e muitas vezes psicólogo, e ao meu primo e padrinho Dinler, por todo carinho e compaixão. Obrigada por instigarem minha curiosidade, compartilharem seus conhecimentos, saciarem minhas dúvidas e por todas as conversas sobre a vida o universo e tudo o mais.

A minha vó Elaine, e a todas mulheres que de alguma forma impactaram a minha vida, sejam as que conheci dentro da academia ou pela vida, que me mostraram o que é ter força, compaixão, garra em um mundo que nem sempre é tão receptivo.

Aos meus amigos de Santa Maria, que o colégio nos uniu e que a vida perpetuou. Aos novos amigos que a física trouxe e aos amigos do Lab da Astro. Sem vocês para compartilhar os problemas, surtos, estudos e comemorar todas as conquistas eu não seria quem sou hoje.

As Astrogirls, pelas risadas, conselhos, apoio e, principalmente, por serem um exemplo grandioso de mulheres cientistas. Obrigada por me acompanhar nos altos e baixos da vida acadêmica.

Ao Instituto de Física da UFRGS, ao departamento de Astronomia e aos órgãos de fomento CNPq e FAPERGS que me proporcionaram uma bolsa de estudos para o desenvolvimento

dessa pesquisa.

E obrigada a tantas outras pessoas que conheci nessa trajetória. Todos vocês fizeram parte de alguma forma na construção da pessoa que sou hoje. Muito obrigada.

Resumo

Estrelas anãs brancas são o destino final do processo evolutivo de mais de 95% de todas as estrelas. Portanto, a população atual desses objetos contém informações valiosas sobre a história da nossa galáxia.

As anãs brancas pulsantes apresentam variações multi-periódicas de luz, com períodos entre 100s e 1200s. Esses objetos passam por uma faixa de instabilidade durante sua curva de esfriamento, onde apresentam uma variabilidade periódica em seu brilho. Em particular, as anãs brancas com atmosfera de hidrogênio (DAs) possuem a faixa de instabilidade mais fria, que começa por volta de 12500 K e se estende até 10500 K. O estudo de tais estrelas tem nos permitido medir a massa estelar e as camadas de composição, se mostrando uma ferramenta poderosa na compreensão do interior estelar.

Neste trabalho, o objetivo foi procurar por variabilidade e periodicidade em anãs brancas que possuem atmosfera de hidrogênio, conhecidas também por ZZ Ceti ou DAV. Para tal, a análise dos dados foi feita através do cálculo da transformada de Fourier da curva de luz de cada estrela, decompondo a função temporal em frequências e, se possível, determinando os períodos de pulsação. Com isso, analisei a curva de luz de 29 estrelas que foram observadas com os telescópios *Southern Astrophysical Research Telescope* (SOAR) e com o Perkin-Elmer no Observatório do Pico dos Dias (OPD), sendo que quatro novas estrelas ZZ Ceti foram descobertas e 10 classificadas como candidatas a variáveis. Para as demais, confirmamos períodos já observados ou detectamos novos períodos de pulsação incluindo harmônicos.

Abstract

White dwarf stars are the final observable evolutionary state of over 95% of stars. Therefore, the population of such objects contain valuable informations about the history of our Galaxy.

In this work, the aim was to search for variability and periodicity in white dwarfs which have hydrogen atmosphere, known as ZZ Ceti or DAV. Pulsating white dwarfs show multi-periodic light variations, with periods in the 100 – 1200 s range. Those objects can be found in regions of the HR diagram called instability strip during their cooling curve, where they present a periodic light variation. In particular, white dwarfs with hydrogen atmosphere constitute the coldest instability strip, with around 12500 K until 10500 K effective temperature. Since we are able to measure stellar mass and compositions layers of pulsating stars, their study is a valuable tool to understand the stellar interior.

The data analysis was made by calculating the Fourier transform of each light curve. In this manner, we obtaining the frequencies that comprise each curve and, whenever possible, determining the pulsation period. To achieve that, I analysed the light curve of 29 stars that were observed with the Southern Astrophysical Research Telescope (SOAR) and the Perkin-Elmer telescope at *Observatório do Pico dos Dias* (OPD). Four of the analysed stars are new ZZ Ceti star findings and 10 are already known variable stars. For the others, we confirm periods already known or detect new pulsation periods including harmonics.

Sumário

1	Introdução	8
1.1	Evolução Estelar	8
1.2	Pulsações Estelares	10
1.3	Anãs Brancas	11
1.3.1	Anãs brancas variáveis	12
1.4	Motivações e Objetivos	16
2	Metodologia	17
3	Dados Observacionais	21
4	Resultados e Discussão	23
4.1	Novas estrelas ZZ Ceti descobertas	23
4.1.1	L495-82	23
4.1.2	J0828+0949	24
4.1.3	GD195	27
4.1.4	J0949+1019	28
4.2	Estrelas ZZ Ceti já conhecidas	31
4.3	Possíveis candidatas e NOVs	32
5	Conclusão	34

Capítulo 1

Introdução

1.1 EVOLUÇÃO ESTELAR

A formação de uma estrela inicia quando uma nuvem de gás e poeira interestelar começa a se contrair sob a sua própria força gravitacional. Quando o objeto, que está imerso nessa nuvem de gás e poeira, atinge o equilíbrio hidrostático, em que há um balanço entre a força gravitacional com o gradiente de pressão [Oliveira, K. Oliveira, M. de F. (2014)], e o seu núcleo atinge uma temperatura suficiente ($8 \cdot 10^6$ K) para começar a fusão de hidrogênio em hélio no núcleo, a estrela entra na fase que denominamos de sequência principal, a qual é a fase mais longa na vida das estrelas. Isso ocorre com objetos que tenham uma massa inicial maior do que $0,08M_{\odot}$, dependendo de sua metalicidade. Abaixo desse limite de massa, estão as anãs marrons, que não tem uma queima estável do hidrogênio em seu núcleo.

Na teoria de evolução estelar, os objetos que nascem com uma massa entre $0,08M_{\odot}$ a $8M_{\odot}$ terminarão sua vida como estrelas anãs brancas, como indicado na Figura 1.1. As estrelas com massa até $1,75M_{\odot}$, transformam o hidrogênio em hélio pelo ciclo próton-próton ($p - p$), no qual prótons são diretamente combinados para formar hélio. Para estrelas mais massivas do que isso, a energia vem majoritariamente do ciclo carbono-nitrogênio-oxigênio (CNO), em que um desses três elementos é usado como catalisador para a fusão.

A fusão de hidrogênio no núcleo termina quando a estrela converte, aproximadamente, 10% de sua massa inicial de hidrogênio em hélio, restando um núcleo inativo de hélio e uma queima residual de hidrogênio numa camada externa ao núcleo. Com isso, a pressão interna, que era em sua grande parte devido à fusão do hidrogênio, não vai ser o suficiente para evitar o seu colapso gravitacional e a estrela não estará mais em equilíbrio hidrostático. Enquanto o núcleo da estrela se contrai, suas camadas mais externas se expandem e a estrela se torna mais vermelha, deixando a fase de sequência principal e se encaminha para a fase de gigante

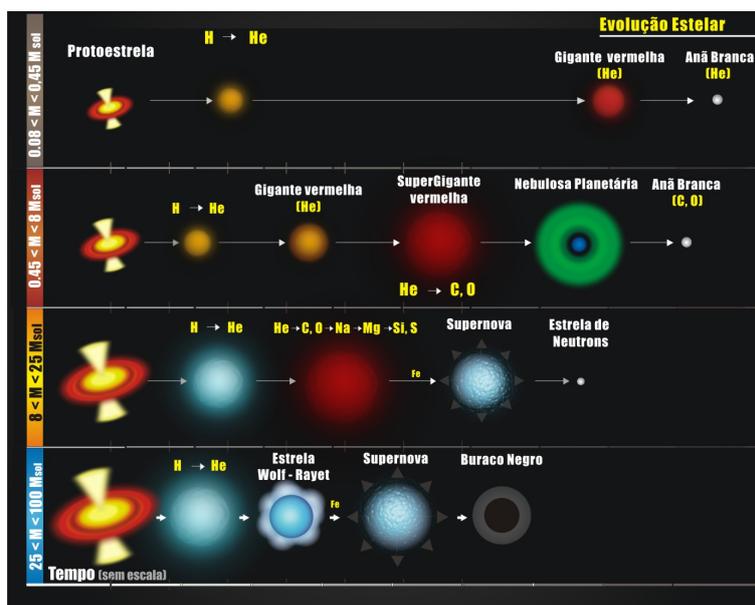


Figura 1.1: Esquema simplificado da evolução estelar para diferentes intervalos de massa inicial, acima de $0,08M_{\odot}$. Figura retirada de <http://astro.if.ufrgs.br>

vermelha.

A expansão das camadas mais externas da estrela causa uma diminuição da temperatura superficial da mesma e, com isso, o transporte radiativo de energia sozinho não é mais o suficiente para manter o equilíbrio e a estrela se torna predominantemente convectiva se aproximando, assim, do limite de Hayashi [Hayashi, C. e Hoshi, R. (1961)] em que uma estrela seria completamente convectiva.

Para estrelas com massa menor que $0,45M_{\odot}$, o núcleo nunca atingirá temperatura necessária para iniciar a fusão de hélio, e a sua última fase evolucionária observável será uma anã branca com núcleo de hélio. Para estrelas acima desse limite e até aproximadamente $8M_{\odot}$, após a fase de gigante vermelha, a luminosidade aumenta até a temperatura central atingir aproximadamente 10^8K , que é a temperatura necessária para se iniciar a queima de hélio no núcleo pela reação do triplo- α . Logo em seguida a estrela entra no ramo horizontal, em que esta é a principal fase de queima de He no núcleo. Os produtos dessa queima formam um núcleo de carbono e oxigênio. Quando há toda a exaustão do He no núcleo, ocorre a contração deste, chegando a uma temperatura que não é o suficiente para começar a queima de elementos mais pesados, como a do C e O. A estrela se encaminha ao ramo assintótico das gigantes (*asymptotic giant branch - AGB*), com camadas externas alternadas queimando hélio em carbono, numa camada sobre o núcleo de C/O, e hidrogênio em hélio abaixo de um envelope de hidrogênio. No final da fase da AGB, a estrela ejeta suas camadas mais externas

e essas camadas formarão uma nebulosa planetária. O remanescente da estrela será um núcleo degenerado, aproximadamente do tamanho de um planeta, composto basicamente por carbono e oxigênio. Todas as estrelas que possuem massas de $0,45$ a $8,0M_{\odot}$ vão terminar a sua evolução como estrelas anãs brancas com núcleo de C/O.

Para estrelas mais massivas, com uma massa inicial acima de $8M_{\odot}$, após deixar a sequência principal, a estrela segue essencialmente os mesmos caminhos descritos anteriormente, se encaminhando ao ramo das gigantes e para o ramo das AGB. Entretanto, por ter uma massa inicial maior, essas estrelas conseguirão atingir temperaturas necessárias para fundir elementos mais pesados em seu núcleo. O processo de fusão nuclear só é eficiente até o ferro, pois sua energia de ligação é a máxima possível. Então, após ter um núcleo de ferro, a estrela colapsa em uma estrela de nêutrons (massa inicial entre $8M_{\odot}$ e $25M_{\odot}$) ou em um buraco negro (massa inicial acima de $25M_{\odot}$).

1.2 PULSAÇÕES ESTELARES

Uma pequena perturbação sobre a estrela pode crescer com o tempo e se tornar suficientemente grande para ser observada, dando lugar a uma estrela pulsante. As pulsações estelares se manifestam principalmente através de variações periódicas da luminosidade de uma estrela, mas também podem se manifestar através de variações de suas linhas espectrais.

As oscilações são um fenômeno comum na Terra, como é o caso das ondas no mar produzidas pela gravidade e as ondas de som produzidas por gradientes de pressão. As oscilações estelares, causadas por esses dois tipos de força, são de mesma natureza que as oscilações na Terra. Em outras palavras, os princípios físicos que determinam as características das oscilações são os mesmos em ambos os casos: a conservação de massa, de momento e de energia.

Podemos definir dois tipos de oscilações: as radiais e as não-radiais. No primeiro caso, as variações de luminosidade se devem a mudança do volume da estrela, mantendo a simetria esférica. As oscilações radiais são ondas acústicas, em que a força restauradora é dada pela pressão. Para as pulsações não-radiais, a estrela sai do seu estado de equilíbrio sem conservar a sua simetria esférica. O material estelar se desloca tanto na direção radial quanto na direção horizontal, sendo assim, tanto a pressão (modos p) como a gravidade (modos g), as forças restauradoras.

Cada modo de oscilação individual se propaga em uma região específica da estrela. Em consequência, cada frequência proporciona informação de uma região particular do interior estelar, a zona onde o modo associado oscila com maior amplitude. Por isso que os períodos

das pulsações podem nos trazer informações independentes sobre a estrutura interna da estrela.

1.3 ANÃS BRANCAS

Estrelas anãs brancas são o final da vida evolutiva de 97% [Fontaine et al.(2001)] de todas as estrelas na nossa Galáxia. Segundo a função de massa inicial (e.g. Salpeter 1955), para cada estrela de $10M_{\odot}$, formam-se aproximadamente 300 de $1M_{\odot}$. Esse intervalo de massa engloba de 95 a 98% das estrelas. Esse valor pode ser facilmente verificado utilizando uma função de massa inicial como, por exemplo, a de Salpeter (Salpeter, 1955), ainda comumente assumida.

$$\xi(m)dm = \xi_0 \left(\frac{m}{M_{\odot}} \right)^{-2,35} \frac{dm}{M_{\odot}}, \quad (1.3.1)$$

em que m é a massa da estrela e ξ_0 é uma constante de normalização. Integrando a equação 1.3.1 de um valor de massa mínima, até o limite máximo de massa para que uma estrela termine sua vida como anã branca, se obtém uma fração superior a 0,95. Um valor dessa ordem é obtido mesmo quando se usa funções de massa inicial diferentes ou quando assumimos um limite superior menor de massa.

Anãs brancas não produzem energia via reações nucleares, nem por contração gravitacional de forma muito significativa. A energia que a estrela emite durante toda a sequência de esfriamento, até entrar em equilíbrio térmico com o meio interestelar, é a energia que a estrela produziu ao longo de todas as suas fases evolutivas anteriores; a estrela está literalmente apenas esfriando. O raio de uma anã branca é da ordem do raio da Terra e o valor máximo para a massa de uma anã branca, acima do qual a pressão de degenerescência eletrônica não é mais o suficiente para compensar a força gravitacional, é conhecido como massa de Chandrasekhar. Tal limite é teórico e possui um valor da ordem de $1,40 M_{\odot}$. Anãs brancas estão entre os objetos mais antigos na Galáxia, e estudá-las nos ajuda a compreender a história da formação estelar e sua evolução na Via Láctea.

As anãs brancas são classificadas de acordo com o tipo espectral, ou seja, a abundância química dos elementos em sua atmosfera. A classificação sempre começa com a letra D, a qual denota o fato de o núcleo destas estrelas estar completamente degenerado. Se a estrela for variável, a última letra é V. Nas anãs brancas, 80% têm atmosfera de H puro (DAs) e o restante tem atmosfera de He puro (DBs). Ainda assim, podemos ter uma mistura dos dois elementos na atmosfera, por conseguinte, a classificação dependerá de qual elemento é o mais abundante. Por exemplo, uma DAB será uma DA com a atmosfera enriquecida com

He. A presença de um ou outro elemento depende fortemente de como se deu a evolução da estrela na etapa de anã branca. Ainda quando estão muito quentes, as anãs brancas são conhecidas por DOs, apresentando poucas linhas no ótico e linhas de C e O no ultravioleta. Quando apresentam linhas metálicas, as anãs brancas são denominadas DZs. No caso de apresentarem somente um espectro contínuo, são as DCs. Recebem o nome de DQs se tiverem carbono, molecular ou atômico, em qualquer parte do espectro. Na Tabela 1.1 está representada de forma resumida a classificação espectral.

Tipo espectral	Características
DA	Somente linhas de H; nenhum HeI ou metais presente
DB	Somente linhas de HeI; nenhum H ou metais presente
DC	Espectro contínuo, sem linhas aparentes
DO	He II forte; He I ou H podem estar presentes
DZ	Somente linhas metálicas; nenhum H ou He
DQ	Linhas de carbono de qualquer tipo

Tabela 1.1: Classificação espectral para as estrelas anãs brancas

1.3.1 Anãs brancas variáveis

Durante sua evolução, as estrelas atravessam diferentes faixas de instabilidade no diagrama de Hertzsprung-Russell (HR), como mostrado na Figura 1.2, quando apresentam variabilidade em seu brilho. Contudo, só podemos obter informações sobre as camadas externas das estrelas, de onde a luz que analisamos é emitida; a estrutura interna usualmente só pode ser inferida através de modelos evolucionários. Para estrelas pulsantes, os períodos medidos de pulsação são modos normais determinados pela estrutura interna da estrela.

As estrelas variáveis podem ser classificadas em duas categorias:

- Variáveis intrínsecas: estrelas cuja variação de luminosidade se deve a mudanças em propriedades físicas da própria estrela. Exemplo: variáveis pulsantes, eruptivas, cataclísmicas e supernovas;
- Variáveis extrínsecas: estrelas cuja variabilidade é causada por agentes externos. Exemplo: binárias eclipsantes. Em sistemas binários eclipsantes a variação do brilho se deve a ocultações, totais ou parciais, de uma estrela por uma companheira.

As anãs brancas, ao decorrer de sua curva de esfriamento, passam, essencialmente, por três faixas de instabilidade. Na Figura 1.2 essas três regiões na curva de esfriamentos das anãs

Capítulo 1. Introdução

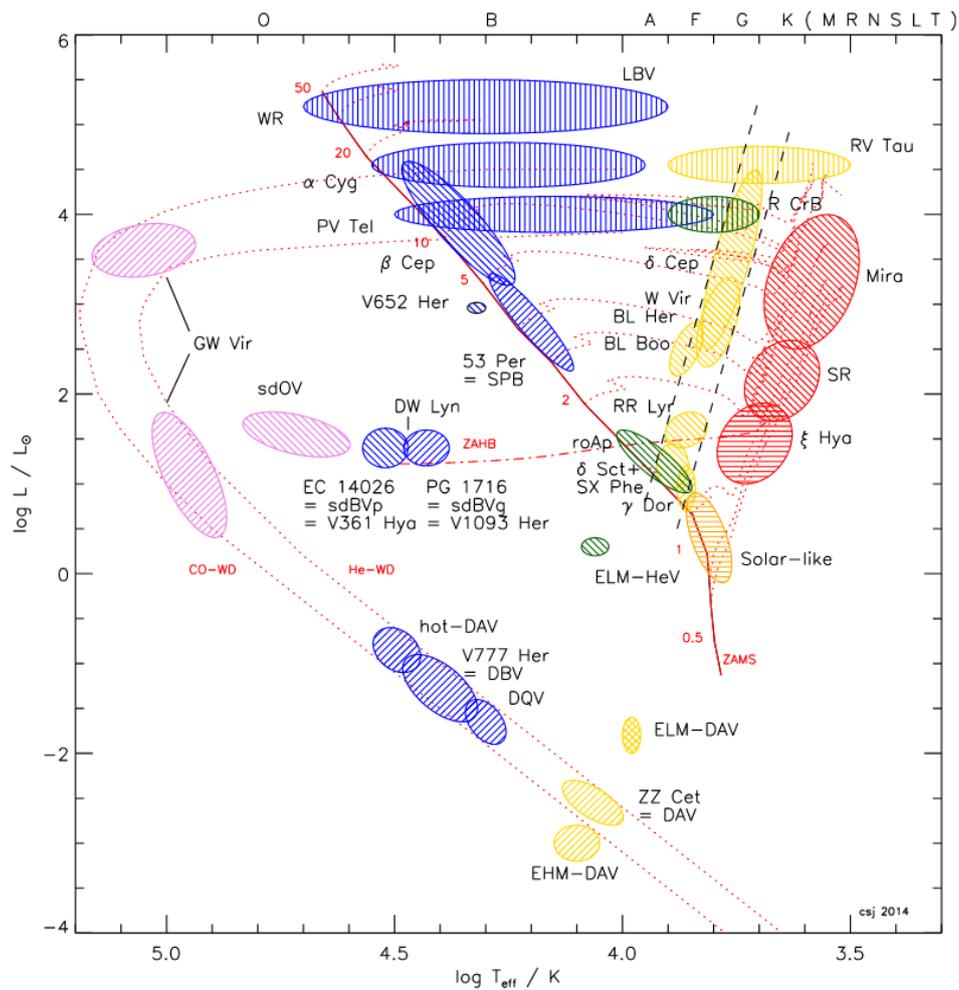


Figura 1.2: Diagrama HR, com o \log da luminosidade no eixo vertical e o \log da temperatura efetiva no eixo horizontal, mostrando a localização aproximada da maioria das estrelas variáveis pulsantes. As hachuras representam: (\\ \\) modos de pressão (p) causados por alta opacidade; (///) modos gravitacionais (g); (||||) representam modos estranhos; (≡) representam modos acústicos. Os tipos espectrais são indicados no topo. Figura retirada de [Jeffery & Saio(2016)]

brancas, são indicadas pelas cores rosa, azul e amarelo, respectivamente.

A região representada pela cor rosa na Figura 1.2 é a faixa de instabilidade para as estrelas chamadas GW Vir. São estrelas pré-anãs brancas pulsantes conhecidas também por PG 1159. Possuem uma atmosfera composta por hélio, carbono e oxigênio e uma temperatura efetiva alta. As estrelas GW Vir podem ser subdivididas em dois grupos: estrelas PNNV (*Planetary Nebula Nuclei Variables*), elas são estrelas que se encontram rodeadas pela sua nebulosa planetária, formada na etapa posterior a AGB e possuem uma temperatura efetiva entre $75000 \leq T_{ef} \leq 200000\text{K}$; e as estrelas DOV que não mostram uma nebulosa planetária ao seu redor. As estrelas DOV possuem uma luminosidade mais baixa que as estrelas PNNV. O mecanismo de excitação das estrelas GW Vir é o mecanismo κ devido a ionização parcial do carbono e do oxigênio.

As estrelas DBV ou V777 Her possuem uma atmosfera dominada por He e temperaturas efetivas em torno de $22000 \leq T_{ef} \leq 29000\text{ K}$ e sua faixa de instabilidade está representada na Figura 1.2 pela cor azul. O mecanismo de excitação que atua nessas estrelas é o mecanismo $\kappa - \gamma$ associado à ionização parcial do hélio na base da zona convectiva.

Anãs brancas variáveis *hot DQ* são estrelas com atmosfera dominadas por carbono e possuem uma temperatura efetiva entre $18000 \leq T_{ef} \leq 24000\text{ K}$. Essa classe de anãs brancas pulsantes é a mais nova entre as anãs brancas variáveis. O mecanismo de excitação é o mecanismo κ devido a um pico da opacidade associado a ionização parcial do carbono, sendo o efeito da ionização parcial do hélio menos relevante [Córsico et al.(2009)]. Elas também estão representadas pela cor azul na Figura 1.2

As ZZ Ceti ou DAVs são anãs brancas com atmosfera de hidrogênio (DAs) que apresentam pulsações e formam um numeroso grupo de estrelas variáveis degeneradas. Atualmente, cerca de 181 DAVs são conhecidas [Kepler & Romero(2017)]. Esses objetos são observados dentro de uma estreita faixa de temperatura, entre os valores de $10500 \leq T_{ef} \leq 12500\text{K}$ [Fontaine & Brassard(2008)]. Esta região corresponde à faixa de instabilidade causada pela camada de ionização parcial do hidrogênio na base do envelope de hidrogênio. O mecanismo de excitação que atua nas estrelas DA variáveis, devido a essa ionização, é o mecanismo $\kappa - \gamma$ associado ao pico na opacidade. O mecanismo κ está relacionado a opacidade da estrela e o γ a energia cinética. Nas regiões de ionização parcial, a medida que a temperatura aumenta, a opacidade também aumenta. Conforme a estrela contrai, a camada que está mais próxima do núcleo se torna mais opaca, causando um bloqueio na saída do fluxo de energia. A energia de radiação se armazena nos íons na forma de energia cinética. Em consequência, esse aumento de calor provoca um acúmulo de pressão que empurra as camadas, expandindo a região de excitação. Toda a energia que estava armazenada é liberada. O material continua

estando parcialmente ionizado e o ciclo de pulsação pode recomeçar.

Anãs brancas variáveis são multi-periódicas em modo g , nos permitindo ter acesso a uma descrição mais detalhada de sua estrutura interna [Romero et al.(2013)], pois cada modo de pulsação fornece uma medida independente de suas propriedades internas.

Pulsações de modo g têm períodos entre 100 e 1200 segundos, enquanto que os períodos radiais deveriam ter na ordem de 3 s, foram portanto consideradas como pulsações não-radiais [Robinson(1979)]. Os modos g se propagam por toda a estrela, mas possuem uma amplitude maior de oscilação no envelope das anãs brancas, enquanto que os modos p , com períodos de poucos segundos, o que dificulta em sua observação, se propagam no seu interior.

As estrelas que definem a chamada borda vermelha, são estrelas mais frias, possuindo uma temperatura efetiva de, aproximadamente, $T_{ef} \simeq 11000\text{K}$. Já as estrelas na borda azul, são estrelas mais quentes com uma $T_{ef} \simeq 12500\text{K}$. Além disso, as DAVs que definem a borda azul da faixa de instabilidade têm períodos de pulsação curtos, em torno de 200s e são de baixa amplitude. Ao passo que a estrela esfria, a amplitude vai aumentando e os períodos detectados são mais longos [Mukadam et al.(2006)].

1.4 MOTIVAÇÕES E OBJETIVOS

Como já discutido no Capítulo 1, as anãs brancas são bastante numerosas e são o estágio final da grande maioria das estrelas na galáxia. Estudar o final evolutivo das estrelas significa estipular vínculos sobre a formação e a evolução das progenitoras. As anãs brancas podem, também, ser utilizadas como relógios cósmicos, dada a sua relação relativamente simples entre a idade e a luminosidade e para inferir a idade de uma grande variedade de populações estelares, como o disco galáctico e o halo [Winget et al.(1987)]. Ademais, a medida das escalas de tempos de esfriamento das estrelas anãs brancas pode ser aplicado, também, ao estudo de teorias alternativas de gravitação [Garcia-Berro et al.(1995)].

Detectar a maior quantidade de modos de pulsação nas anãs brancas pulsantes é importante, pois cada período fornece um vínculo independente para a determinação da estrutura estelar. Uma ferramenta poderosa para o estudo da estrutura interna e das propriedades evolutivas das estrelas anãs brancas é a astrossismologia. Sendo essa a única ferramenta que pode medir a massa das camadas de hidrogênio e hélio. Também proporciona uma medida precisa da massa média estelar, informações sobre o período de rotação e sobre a presença e magnitude de um campo magnético. A astrossismologia consiste em determinar a estrutura das anãs brancas pela comparação das propriedades de pulsação com aquelas previstas pelos modelos de interiores estelares.

Este trabalho de conclusão de curso se dedicou ao estudo das estrelas anãs brancas DA variáveis ou ZZ Ceti, buscando por períodos de pulsação em 29 estrelas, que estão localizadas na região da faixa de instabilidade. Para tal, foram feitas observações com os telescópios do Observatório do Pico dos Dias (OPD) Perkin-Elmer de 1,6 metros de diâmetro e o telescópio de 4,2 m do *Southern Astrophysical Research Telescope* (SOAR).

Capítulo 2

Metodologia

A análise dos dados foi feita usando o programa Period04 [Lenz & Breger(2005)] que calcula a transformada de Fourier (TF) a partir da curva de luz de cada estrela. A transformada de Fourier clássica de uma função $f(x)$ pode ser definida como:

$$\mathcal{F}[f(x)] \equiv F(\omega_x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \int_{-\infty}^{\infty} f(x) e^{-2i\pi\omega_x x} dx \quad (2.0.1)$$

Na prática, a função que estamos analisando é discreta, já que a observação da estrela e, conseqüentemente, a obtenção de sua curva de luz, se dá em um tempo finito e não contínuo. Para discretizar a expressão analítica da transformada de Fourier, substitui-se a integral por uma soma discreta sobre todos os pontos observados e os limites para cobrir apenas o intervalo referente ao tempo de observação. A transformada discreta de um sinal é então:

$$\mathcal{F}[f(x)] \equiv F(\omega_x) = \frac{1}{\sqrt{N}} \sum_{x=0}^{N-1} f(x) e^{-2i\pi\omega_x x/N} \quad (2.0.2)$$

Ao adaptar a expressão 2.0.2 para a análise da curva de luz de uma estrela, tem-se que $x = t$ é o tempo entre cada contagem fotométrica que compõe a curva de luz (tempo de integração), N é o número total de pontos observados e o tempo total de observação T é dado por $T = t \times N$, se as observações forem igualmente espaçadas. Como estamos interessados no espaço de frequências f , trocamos a frequência angular pela linear: $\omega_x = \frac{f}{2\pi}$.

Supondo que existam duas senoides cujas frequências são f_1 e f_2 , elas causarão batimento com uma frequência de $f_b = \frac{f_1 - f_2}{s}$. Neste caso, para verificar a presença das duas frequências é necessário ter um tempo de observação total de $T = \frac{1}{f_b} = \frac{2}{f_1 - f_2} = \frac{2}{\Delta f}$, pelo menos.

Um ponto importante da transformada, é o critério de Nyquist [Harry Nyquist (1889-1976)], que especifica que um sinal precisa ser amostrado pelo menos duas vezes em cada

ciclo de variação para conter toda a informação fonte, isto é, a frequência de amostragem (frequência de Nyquist) precisa ser no mínimo o dobro da maior frequência presente no sinal. Se não for observado o critério, os sinais de mais alta frequência serão erroneamente registrados como de baixa frequência, fenômeno chamado de alias. O limite de Nyquist é importante tanto na baixa frequência: o tempo de observação total, T , só pode amostrar períodos menores que $T/2$; e de alta frequência: se o tempo de integração for t , só podemos medir períodos mais longos que $2t$.

Ou seja, respeitando a frequência de Nyquist, temos:

$$\frac{2}{T} < f_{Nyquist} < \frac{1}{2t} \quad , \quad (2.0.3)$$

e o passo será dado por $\Delta f = \frac{1}{10T}$

A transformada de Fourier de uma senoide contínua e infinita é uma delta de Dirac. Como estou trabalhando com uma curva que é uma combinação de várias senoides, pois anãs brancas são multi-periódicas, descontínuas e finitas, a forma da transformada não é uma delta. Quando se calcula a transformada de Fourier de uma curva de luz de uma estrela variável, cada frequência, referente a uma periodicidade, aparece como um pico de altura finita. A transformada de uma sinusoidal com o mesmo espaçamento dos dados é chamada de janela espectral. No caso de existirem muitas periodicidades nos dados, cada pico na transformada de Fourier aparece com sua correspondente janela espectral.

Para saber se um pico na transformada de Fourier é real ou não, deve-se estimar a probabilidade de que qualquer pico seja devido apenas ao ruído (*False Alarm Probability*). Como a estatística simples de transformada de Fourier de séries infinitas não pode ser diretamente aplicada a dados com interrupções, Kepler (1993) demonstrou que o ruído em uma transformada de Fourier pode ser estimado como sendo a amplitude média em todas as frequências. O calculo para a amplitude média na transformada de Fourier foi feita da seguinte maneira:

$$\langle A \rangle = \sqrt{\sum_{i=1}^N \frac{A_i^2}{N}} \quad , \quad (2.0.4)$$

onde A_i são os valores das amplitudes em cada ponto i da transformada de Fourier que tem N pontos.

Neste tipo de dados, um pico central, com a mesma forma de uma janela espectral, e amplitude acima de $3\langle A \rangle$ tem probabilidade 1 em 1000 de ser ruído. Este é o limite de detecção usado para estes dados. Além disso, também usamos o limite de $4\langle A \rangle$ somente para

um segunda referência.

Outro procedimento usado para a análise dos dados das estrelas foi o processo de branqueamento (*pre-whitening*). Esse procedimento ajuda na identificação de quais picos são correspondentes a variações na curva de luz e quais são ruídos ou apenas parte da janela espectral. Esse procedimento consiste em subtrair da curva de luz uma senoide com a mesma frequência, amplitude e fase do pico principal da transformada de Fourier. Subtraindo a senoide da curva de luz, subtrai-se toda a janela espectral associada ao pico da transformada, incluindo a informação de fase. Após esta subtração, uma nova transformada de Fourier é calculada a partir da curva de luz residual. O processo de subtração é refeito para o segundo maior pico e assim sucessivamente até que os picos restantes estejam todos abaixo do limite de detecção adotado. Se os picos remanescentes não tiverem a mesma forma da janela espectral que o pico principal, eles são, provavelmente, devido ao ruído.

O branqueamento é importante de ser feito já que as anãs brancas são variáveis multi-periódicas e, também, para verificar a independência dos picos. Na Figura 2.1 utilizei a estrela SDSS J082804.62+094956.6 como um exemplo desse processo. Pela transformada de Fourier, podemos ver que a estrela possui 3 picos acima do limite de detecção. A linha tracejada em laranja representa o limite de $4 \langle A \rangle$ e o limite de $3 \langle A \rangle$ é representado pela linha com traços e pontos em azul. Após a subtração dessas frequências, só restou o ruído da transformada. É interessante notar que, na subtração dos três picos é possível averiguar a independência entre os mesmos. Essa estrela será analisada com maiores detalhes na seção 4.1.2.

Os valores para a amplitude, fase e frequência de cada pico na transformada é dado pelo programa Period04, assim como todo o cálculo do branqueamento também é feito diretamente no programa. O processo de branqueamento foi feito para todas as estrelas analisadas neste trabalho.

Para obter as incertezas nos valores dos períodos, calcula-se primeiro as incertezas nas frequências desses mesmos períodos, através do calculo de Monte Carlo, feito diretamente no programa Period04. A partir desse valor, calculei a incerteza para o período através do método de propagação de incertezas, que nos diz:

$$\sigma_f = \sqrt{\left(\frac{\partial f}{\partial x}\right)^2 \sigma_x^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial y}\right)^2 \sigma_y^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial z}\right)^2 \sigma_z^2 + \dots} \quad , \quad (2.0.5)$$

em que σ_f representa o desvio padrão da função f , σ_x representa o desvio padrão de x , σ_y representa o desvio padrão de y , e assim por diante.

Capítulo 2. Metodologia

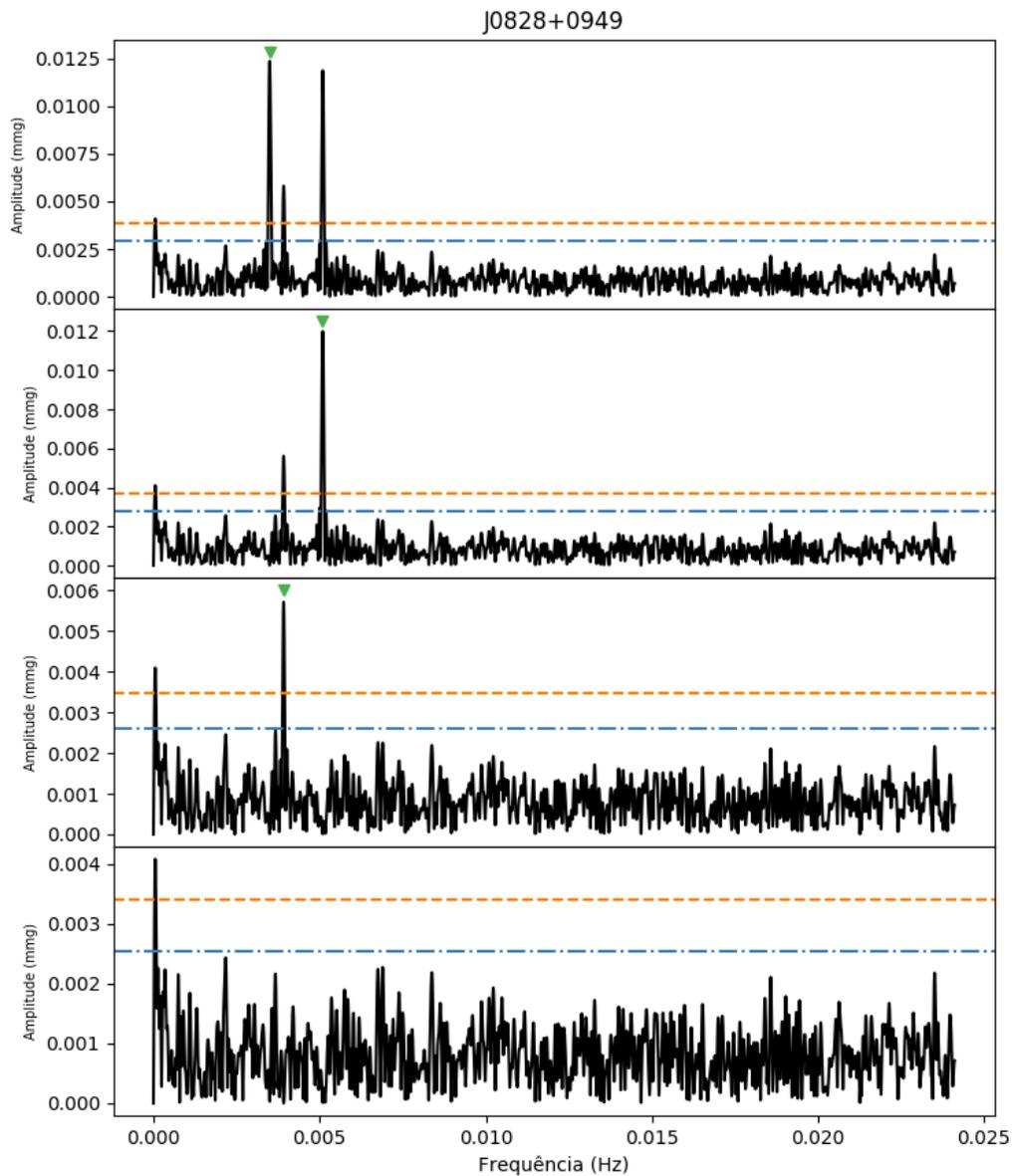


Figura 2.1: Exemplo do processo de branqueamento para a estrela J0828+0949. Nela foram subtraídos todos os picos reais acima do limite de detecção até que sobrasse apenas o ruído da transformada. Nesse exemplo, a linha tracejada representa o limite de $4\langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3\langle A \rangle$, este último sendo o limite oficial adotado. Em todas as transformadas de Fourier estão sinalizadas com um triângulo o pico de maior amplitude, ou seja, o pico que é subtraído em cada caso.

Capítulo 3

Dados Observacionais

A amostra de estrelas DA variáveis analisada neste trabalho pode ser dividida entre candidatas e estrelas ZZ Ceti conhecidas. As ZZ Ceti conhecidas foram selecionadas a partir da lista atualizada de variáveis que pode ser consultada em <http://astro.if.ufrgs.br/zzceti.htm>. Os alvos correspondem a objetos com períodos detectados que usualmente só contam com observações de descoberta. As candidatas foram selecionadas do catálogo de anãs brancas DA do levantamento SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) *Data Release 14* (Kepler et al. 2019 in revision). A partir dos valores espectroscópicos de temperatura efetiva e gravidade selecionamos como candidatos aqueles objetos que se encontravam dentro da banda de instabilidade das ZZ Ceti ([Gianninas et al.(2011)] , [Romero et al.(2013)], [Hermes et al.(2017)]). As observações foram feitas usando o telescópio de 4,1 m SOAR (*Southern Astrophysical Research Telescope*), Chile e o telescópio de 1,6 m Pekin Elmer do Observatório Pico do Dias, Minas Gerais. A fotometria foi feita usando o software IRAF. Como estamos interessados na variabilidade da estrela, e não na magnitude absoluta, utilizamos fotometria diferencial, onde a curva de luz da estrela alvo é dividida pela curva de luz de uma estrela não variável que se encontra na mesma imagem e, se for possível, de uma cor similar. As datas de observações, tempos de integração, tempo total de observação, assim como outras propriedades das observações de cada estrela, encontram-se em maiores detalhes na Tabela 3.1.

Nome	RA	DEC	Teff	log g	G (mag)	Telescópio	Data de Obs(UT)	Tempo de int (s)	Tempo de obs (h)	Referências
J0000-0046	00 00 06.75	-00 46 53.98	10773 ± 111	8.11 ± 0.10	18.8661	SOAR		20	2	SDSS DR14
BPM30551	01 06 53.685	-46 08 53.73	11260	8.23	15.477	SOAR	2016-08-23T08:35:52.83	10	1.55	Gianinnas et al. 2011
J1610+0302	16 10 05.17	03 02 56.07	12749 ± 144	7.890 ± 0.05	18.554	Perkin-Elmer OPD	2016-08-30T06:20:21.118	10	2.08	Gianinnas et al. 2011
J2131+0108	21 31 59.88	01 08 56.26	11940 ± 123	7.950 ± 0.05	22.326	SOAR	2017-08-07T02:44:00.291	15	3	SDSS DR14
J2159+1322	21 59 05.53	13 22 55.8	11710 ± 160	8.713 ± 0.060	18.9995	SOAR	2017-07-13T07:08:01.081	30	1.88	SDSS DR14
J2350-0054	23 50 40.72	-00 54 30.87	10387 ± 75	8.159 ± 0.054	"18.1213"	SOAR		30	2.4	SDSS DR14
J2359-0335	23 59 32.80	-03 35 41.07	10759 ± 30	7.77 ± 0.3	17.9105	SOAR		15	2	SDSS DR14
HS1249+0426	12 52 15.19	04 10 52.9	11770 ± 181	7.92 ± 0.042	16.0445	Perkin-Elmer OPD	2016-04-16T03:46:00.406	10	1.58	SDSS DR14
						Perkin-Elmer OPD	2016-04-18T03:27:02.324	30	1.9	Gianinnas et al. 2011
WD1454+0111	14 54 36.08	-01 11 52.5	13369 ± 68	8.362 ± 0.018	17.343	Perkin-Elmer OPD		45	2.035	
J0925+0509	09 25 11.63	05 09 32.6	10880 ± 30	8.41 ± 0.02	15.2707	Perkin-Elmer OPD	2016-04-17T22:41:16.906	35	2.22	SDSS DR14
						Perkin-Elmer OPD	2016-04-17T00:19:40.720	35	2.47	SDSS DR14
GD 385	19 52 27.88	25 09 29.1	11710/12116	8.4	15.1486	Perkin-Elmer OPD		10	1	Gianinnas et al. 2011
J2214-0025	22 14 58.37	11439 ± 78 00 25 11.91	11439 ± 78	8.33 ± 0.046	17.9229	Perkin-Elmer OPD		30	4.12	Mullally et al. 2005
J0957+0805	09 57 03.09	08 05 04.85	11744 ± 42	8.40 ± 0.02	17.7042	Perkin-Elmer OPD	2017-04-15T01:58:40.257	40	1.16	SDSS DR14
						Perkin-Elmer OPD	2017-04-16T22:09:13.034	40	4.5	
						SOAR	2017-01-29T03:45:34.29	20	3.11	
J1133+1839	11 33 25.69	18 39 34.75	10908 ± 31	8.51 ± 0.01	17.5954	Perkin-Elmer OPD		50	2.65	SDSS DR14
GD195	16 07 46.21	17 37 20.76	11846 ± 31	8.06 ± 0.03	16.6325	Perkin-Elmer OPD	2016-04-18T05:51:50.895	40	2.65	SDSS DR14
						Perkin-Elmer OPD	2016-04-17T07:04:47.123	40	1.44	
						Perkin-Elmer OPD	2016-04-18T06:09:35.458	50	2.33	
						Perkin-Elmer OPD	2017-04-16T05:16:58.562	20	3	
PG1149+058	11 51 54.3	05 28 38	10980/11105	8.06/7.95	14.98	Perkin-Elmer OPD		40	2	Gianinnas et al. 2011
HE1429-037	14 32 03.19	-03 56 38.2	11434 ± 36	7.82 ± 0.02	16.0331	Perkin-Elmer OPD		30	1.87	Gianinnas et al. 2011
WD1345-0055	13 45 50.92	-00 55 36.4	11800 ± 60	8.04 ± 0.03	16.7888	Perkin-Elmer OPD		15	2.5	SDSS DR14
J0828+0949	08 28 04.63	09 49 56.66	11733 ± 69	8.04 ± 0.03	17.7066	SOAR	2016-12-24T03:57:54.27	15	2.06	SDSS DR14
						SOAR	2016-12-27T04:16:49.31	15	4.19	
J0949+1019	09 49 29.09	10 19 18.85	11991 ± 116	8.05 ± 0.04	17.577	SOAR	2016-12-24T06:09:23.07	15	2.07	SDSS DR14
						SOAR	2017-01-29T07:16:50.90	15	1.29	
						SOAR		2	2	
J0520+1710	05 20 16.37	17 10 02.96	12479 ± 150	8.17 ± 0.07	19.1563	SOAR		45	1.54	
L495-82	20 43 49.2	-39 03 18.2	11029 ± 160		13.764	Perkin-Elmer OPD			2.85	Bédard, A. et al 2017
LP 375-51	11 50 20.17	25 18 32.76	10 076 ± 148	8.00 ± 0.05	15.7011	Perkin-Elmer OPD			2.66	Bédard, A. et al 2017
LP433-6	11 33 25.78	18 39 34.56	10886 ± 174	8.40 ± 0.06	17.5954	Perkin-Elmer OPD			4.14	Bédard, A. et al 2017

Tabela 3.1: Propriedades observacionais das estrelas analisadas nesse trabalho.

Capítulo 4

Resultados e Discussão

4.1 NOVAS ESTRELAS ZZ CETI DESCOBERTAS

4.1.1 L495-82

A estrela L495-82, J204349,21-390318,28, foi observada com o telescópio Perkin-Elmer do OPD durante 2,85 horas no período de 11 de maio de 2018. Essa estrela possui uma temperatura efetiva de $T_{ef} = 11029 \pm 160$ K e uma magnitude de 13,74 na banda V. A curva de luz dessa estrela apresenta uma clara variação em sua magnitude. Ela está representada na Figura 4.1, assim como a sua respectiva transformada de Fourier com alguns dos picos de maior amplitude identificados e a sua janela espectral. Os eixos vertical e horizontal da curva de luz indicam a diferença da magnitude que nada mais é do que a magnitude de cada ponto menos a média ($Mag - \langle Mag \rangle$), e o tempo, respectivamente.

Como identificado na transformada da Figura 4.1, o pico de maior amplitude representa um período de $902,4 \pm 0,8$ segundos. Esse valor é considerado um período longo para uma ZZ Ceti, sendo uma característica típica de uma estrela da borda vermelha, como explicado no Capítulo 1. Além disso, essa estrela apresentou, pelo menos, 14 picos acima do nosso limite de detecção. Essa quantidade alta de picos também é uma característica de estrelas na borda vermelha da faixa de instabilidade. Isso é causado, principalmente, por uma variação das amplitudes das ondas que estão se propagando no interior da estrela devido a essas estrelas mais frias terem uma zona de convecção mais profunda.

A análise dos dados possibilitou que identificássemos as frequências que estão representadas na Tabela 4.1. Algumas dessas frequências puderam ser identificadas como batimentos ou harmônicos. Vale ressaltar que ainda podem ter outras frequências sinalizadas que não são referentes a períodos independentes, mas ainda não foram identificadas.

Portanto, essa estrela é uma nova ZZ Ceti descoberta, com um período de pulsação de $902,4 \pm 0,8$ segundos, referente ao pico de maior amplitude e mais outros possíveis 13 períodos.

	Frequência (σ_{freq}) (μHz)	Amplitude (σ_{amp}) (mma)	Comentário
f_1	1110(1)	9,6 (0,3)	
f_2	889(1)	9,5(0,3)	
f_3	1220(2)	6,2(0,3)	$f_2 + f_4$
f_4	325 (3)	4,3(0,3)	
f_5	1438(3)	4,2(0,3)	$f_1 + f_4$
f_6	2724(4)	3,3(0,3)	
f_7	1018(3)	5,4(0,3)	
f_8	1721(5)	2,9(0,3)	$f_2 * 2$
f_9	193(5)	2,6(0,3)	
f_{10}	2394(6)	2,2(0,3)	$f_1 + f_3$
f_{11}	4580(10)	1,4(0,2)	
f_{12}	2036(10)	1,4(0,3)	
f_{13}	3015(10)	1,4(0,3)	
f_{14}	2541(10)	1,3(0,3)	$2 * f_1 + f_4$

Tabela 4.1: Frequências determinadas a partir da curva de luz da estrela LP495-82. As frequências estão listadas na ordem usada no processo de subtração do branqueamento. Os valores entre parênteses são as respectivas incertezas.

4.1.2 J0828+0949

A segunda nova estrela ZZ Ceti descoberta foi a J082804.62+094956.6, observada com o telescópio SOAR durante 4,2 horas contínuas no período de 23 de dezembro de 2016. Essa estrela possui uma temperatura efetiva de $T_{ef} = 11733 \pm 69$ K e uma magnitude de 17.7 na banda G. Na Figura 4.2 temos a curva de luz referente a essa observação e a sua transformada de Fourier, na qual foram obtidos três períodos $P_1 = 286,1 \pm 0,6$ s, $P_2 = 196,4 \pm 0,3$ s e $P_3 = 255,4 \pm 0,5$ que estão destacados na transformada. O processo de branqueamento da transformada de Fourier dessa estrela já foi mostrado na Figura 2.1, sendo que tal análise nos mostrou que os três períodos são independentes. Diferente da estrela anterior analisada na Seção 4.1.1, essa estrela possui períodos curtos, típico de uma estrela na borda azul da faixa de instabilidade. Além disso, os picos mostrados na transformada dessa estrela não apresentam variação na amplitude dos picos próximos ao pico principal, pois não há uma variação significativa da amplitude dos modos de pulsação em estrelas mais quentes, como há nas estrelas mais frias.

Capítulo 4. Resultados e Discussão

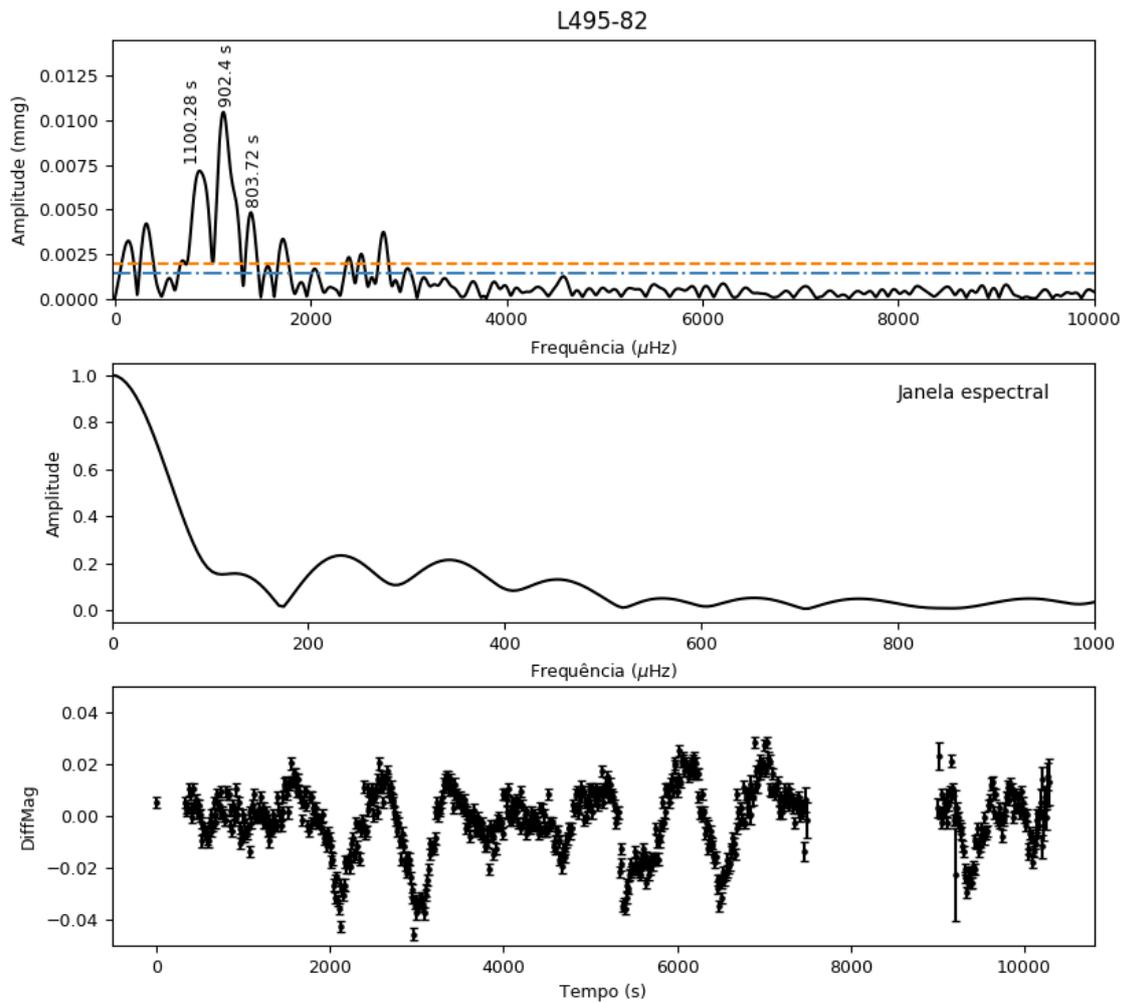


Figura 4.1: Curva de luz (abaixo), janela espectral (ao centro) e transformada de Fourier (acima) da estrela LP495-82. A linha tracejada representa o valor de $4\langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3\langle A \rangle$. Os períodos de maior amplitude estão identificados na transformada, o restante estão na Tabela 4.1. Essa estrela foi observada por 2,85 horas.

Capítulo 4. Resultados e Discussão

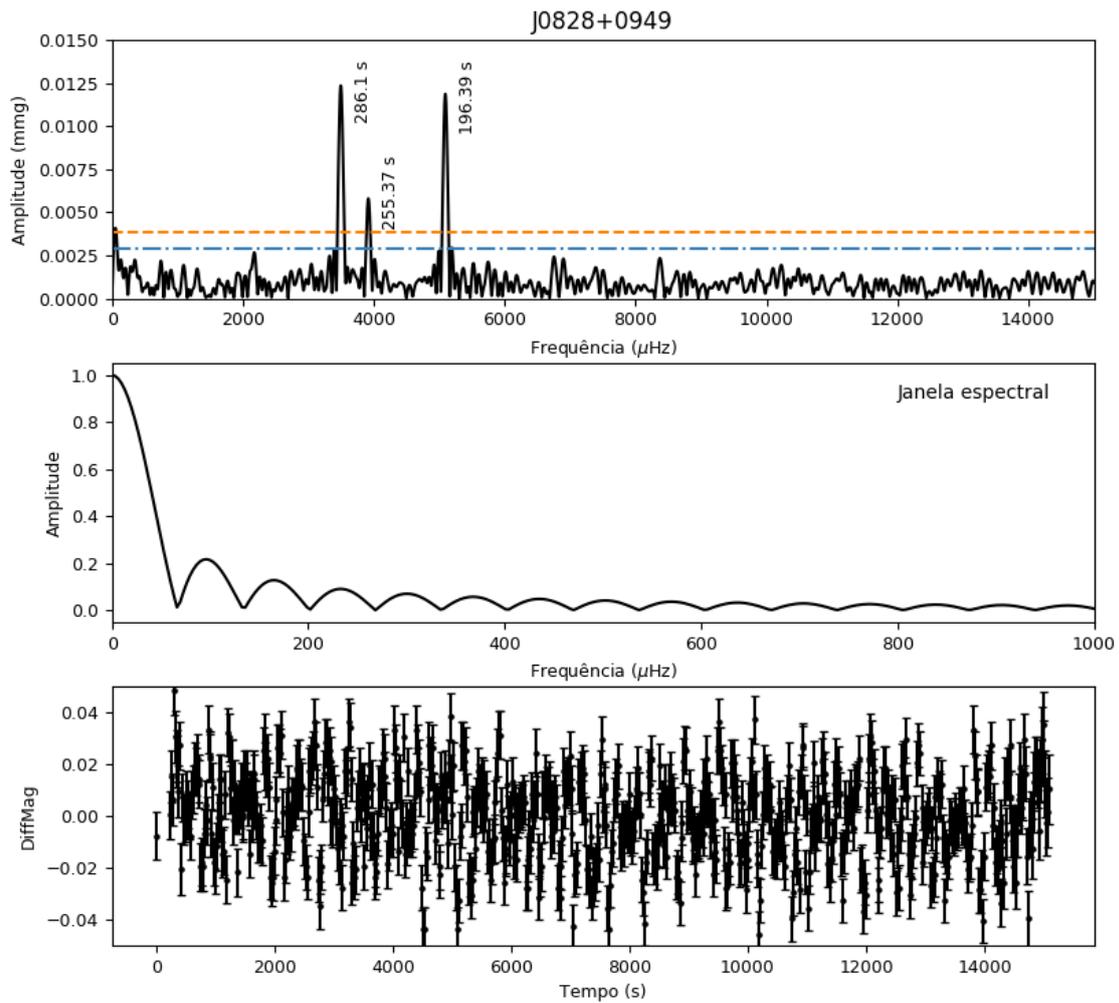


Figura 4.2: Curva de luz (abaixo), janela espectral (ao centro) e transformada de Fourier (acima) da estrela J0828+0949. A linha tracejada representa o valor de $4 \langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3 \langle A \rangle$. Essa estrela foi observada por 4,2 horas com um período de integração de 15 segundos.

4.1.3 GD195

A terceira nova variável descoberta é a estrela J160746.21+173720.76, que possui uma temperatura efetiva de $T_{ef} = 11846 \pm 31$ K com magnitude 16,7 na banda V. Essa é uma estrela quente, mais próxima a borda azul, possuindo períodos mais curtos, como mostrado na Tabela 4.2. A estrela foi observada em 4 dias diferentes com o telescópio Perkin-Elmer do OPD. Em particular, em um dos dias, não foi detectado nenhuma variação. Nos outros três dias, foi possível encontrar alguns períodos de pulsação, como mostrado na Figura 4.4, em que temos a curva de luz e a transformada de Fourier para os três dias diferentes. Na Tabela 4.2 temos um resumo das observações de cada dia, mostrando o período, amplitude de cada pico e suas respectivas incertezas, assim como o tempo de observação de cada dia.

Na Figura 4.3 é mostrada a transformada de Fourier para a soma dos dados de observação dos três dias. Ao juntarmos dados observacionais de épocas diferentes, deve-se tomar cuidado e corrigir os dados para a data Juliana Baricêntrica (BJD), que nada mais é do que a data Juliana (JD) corrigida para a diferença da posição da Terra com respeito ao baricentro do Sistema Solar.

Como podemos ver, analisando os dados da Tabela 4.2, essa estrela possui, pelo menos, dois períodos presentes nas duas primeiras noites, sendo que na noite do dia 18 de abril foi possível detectar apenas um dos períodos. Esses picos também apresentaram uma pequena variação de suas amplitudes ao longo dos dias. Isso pode ser ocasionado por diversos fatores como, por exemplo, condições climáticas da observação, tempo de observação ou a variação real da amplitude da onda se propagando nas camadas da estrela.

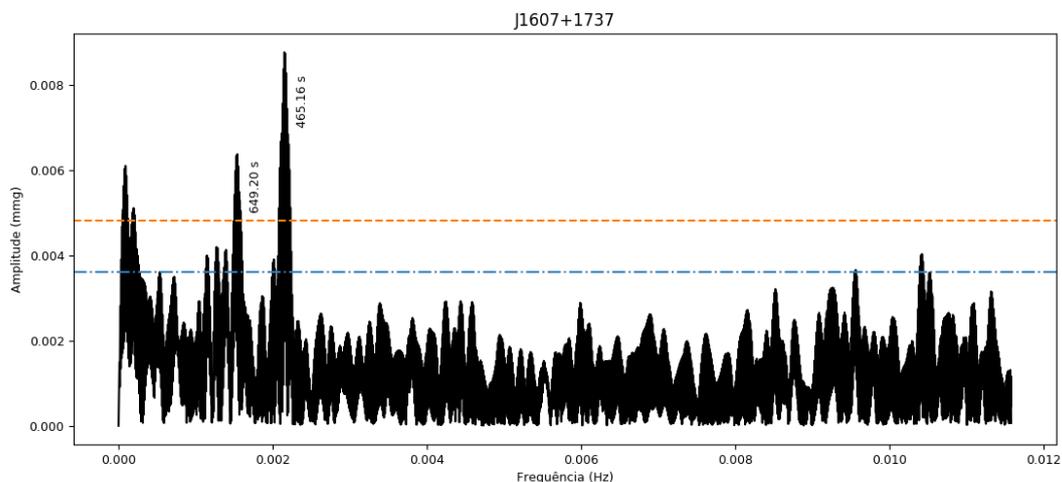


Figura 4.3: Transformada de Fourier para a estrela GD195 para a soma dos dados da curva de luz dos três dias observados. A linha tracejada representa o valor de $4 \langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3 \langle A \rangle$

Dia	Período (σ_{freq}) (s)	Amplitude (σ_{amp}) (mma)	Tempo de obs (h)
16 de abril de 2016	473(3)	10(2)	1,44
	633(7)	9(2)	
17 de abril de 2016	655(7)	9(3)	2,65
	457(2)	8(1)	
18 de abril de 2016	465(2)	10(1)	2,33
16abr+17abr+18abr	465,16(0,05)	8,7(0,8)	6,5
	649,2(0,1)	6,4(0,8)	

Tabela 4.2: Períodos e amplitudes dos modos de pulsação encontrados nas curvas de luz de cada noite de observação para a estrela GD195.

4.1.4 J0949+1019

A estrela J094929.09101918.85 foi observada com o telescópio SOAR durante 2 horas no dia 24 de dezembro de 2016, sendo que foram encontradas dois períodos reais e independentes com valores de $P_1 = 199 \pm 10$ s e $P_2 = 291 \pm 8$ s, sendo essa a quarta nova estrela ZZ Ceti descoberta neste projeto. A J0949+1019 possui uma magnitude de 11.42 na banda V e uma temperatura efetiva de $T_{ef} = 11991 \pm 116$ K, sendo uma típica estrela quente, com períodos curtos. A análise de dados para essa estrela foi feita como a das estrelas anteriores e sua curva de luz e transformada de Fourier estão mostradas na Figura 4.5.

Capítulo 4. Resultados e Discussão

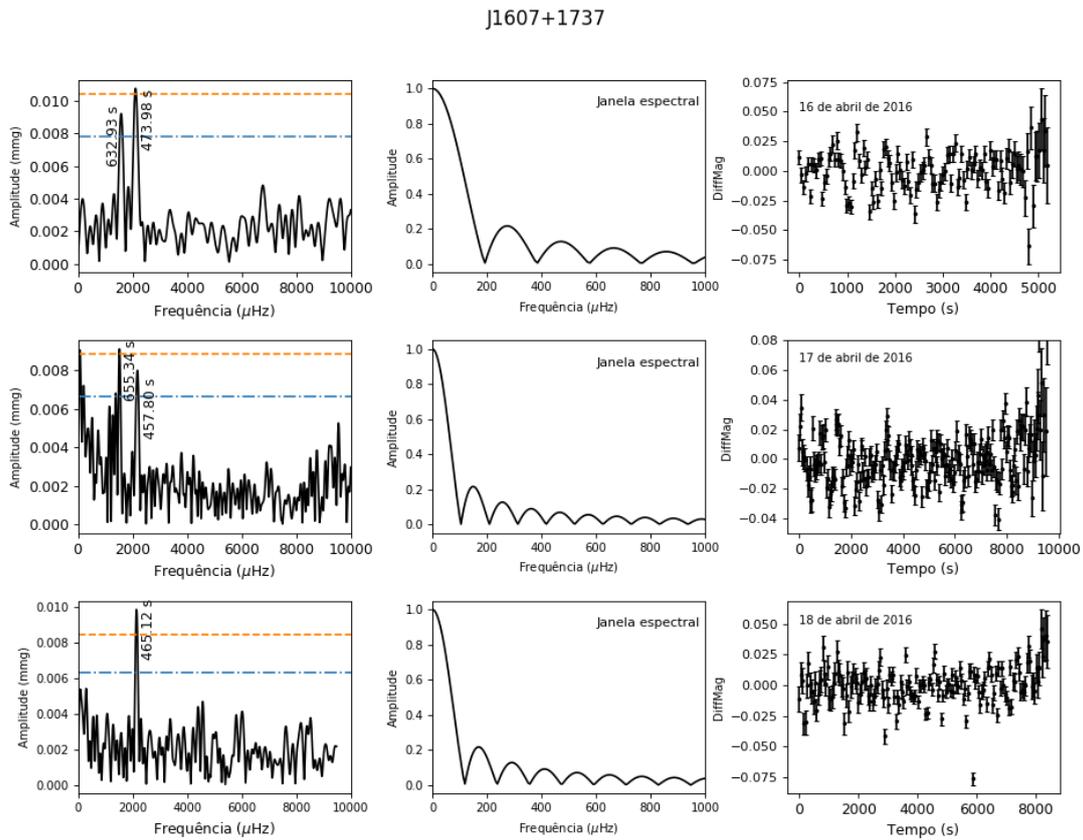


Figura 4.4: Curvas de luz à direita, janelas espectrais ao centro e transformadas de Fourier à esquerda, da estrela GD195. A linha tracejada representa o valor de $4\langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3\langle A \rangle$. O tempo de observação assim como o tempo de integração para cada dia se encontram na Tabela 3.1

Capítulo 4. Resultados e Discussão

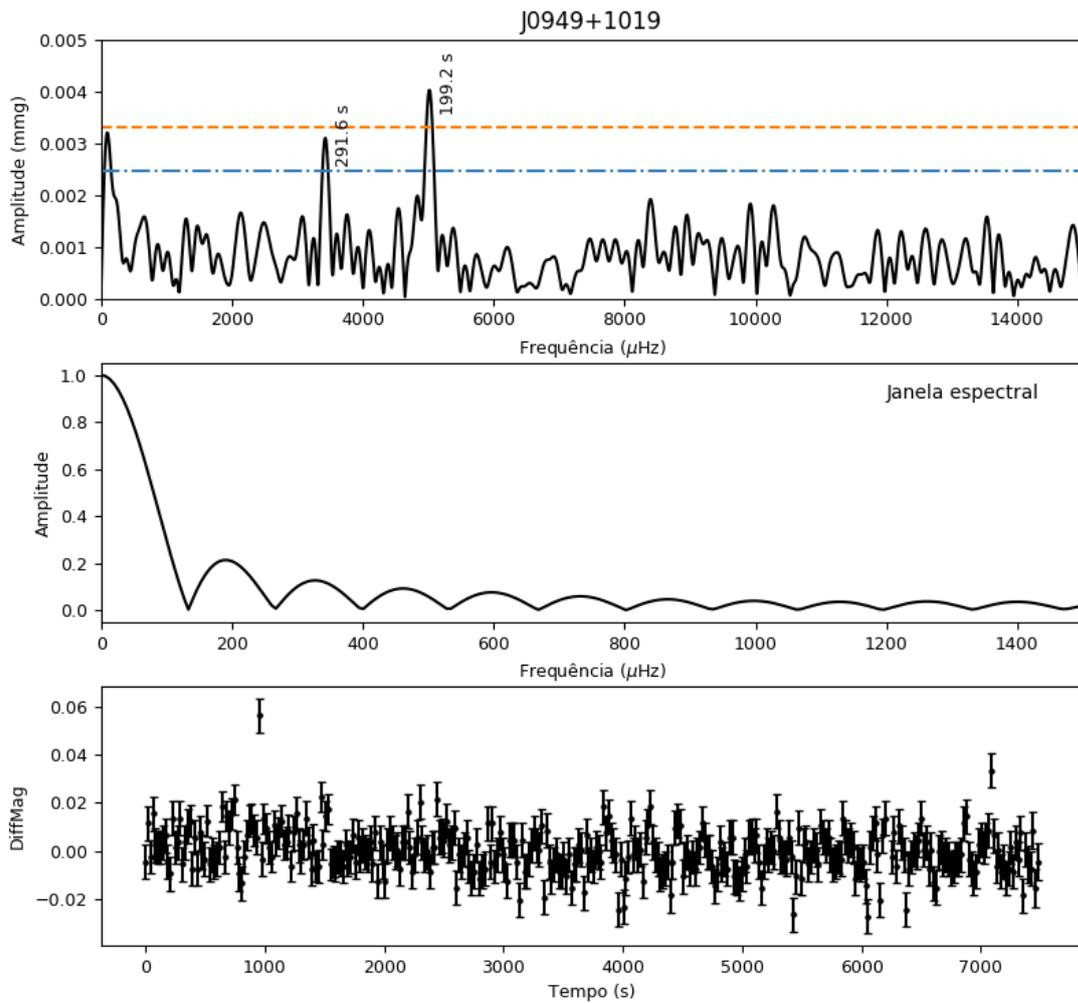


Figura 4.5: Curva de luz (abaixo), janela espectral (ao centro) e transformada de Fourier (acima) da estrela J0949+1019. A linha tracejada representa o valor de $4\langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3\langle A \rangle$. Essa estrela foi observada por 2 horas com um tempo de integração de 15 segundos.

4.2 ESTRELAS ZZ CETI JÁ CONHECIDAS

Alguma das estrelas observadas como parte deste trabalho já eram conhecidas na literatura como anãs brancas variáveis. A análise de tais estrelas também é importante para enriquecer as informações que temos sobre elas. Na Tabela 4.3 temos um sumário das informações de cada estrela, assim como os períodos retirados da literatura e os novos períodos inferidos a partir das nossas observações. Comparando os dados, podemos perceber que algumas estrelas possuem períodos estáveis como, por exemplo, a J2350-0054 e a GD385 para as quais encontramos os mesmos períodos da literatura. Ou em outros casos, como a estrela J0000-0046 em que o período encontrado por nós corresponde a um harmônico de um dos períodos que já constavam na literatura.

Nome	RA	DEC	$T_{ef}(K)^2$	P(s)/A(mma) -Literatura ¹	P(s)/A(mma) - Novas	Tempo de Obs (h)
J0000-0046	00 00 06.75	-00 46 53.98	10773 ± 111	584.8/15.9 601.4/9.0 611.4, 23.0	172.8/30.24	2.0
J0106-4608	01 06 53.685	-46 08 53.73	11260	606.8/11.5 744.7/10.5 682.7 840.2	793.26/11.2 876.09/11.1 942.26/7.4	3.5
J2159+1322	21 59 05.53	13 22 55.8	11710±160	683.7/801.0	746.67/24.2	2.0
J2350-0054	23 50 40.72	-00 54 30.87	10387±75	273.3/6.2 304.3/17.0 391.1/7.5	271.87/8.2 304.74/18.29 390.32/10.17	2.0
HS1249+0426	12 52 15.19	04 10 52.9	11770±181	288 /7.55	293.91/12.8	2.0
J0925+0509	09 25 11.63	05 09 32.6	10880±30	1127.14/3.17 1264.29/3.05	1256.2/8.5	2.47
GD 385	19 52 27.88	25 09 29.1	11913 ±400	256.127/11.4 128.115/3.7	256.09/9.4 127.93/3.5	2.0
J2214-0025	22 14 58.37	-00 25 11.91	11439±78	255.2/13.1 195.2/6.2	255.08/16.0	4.12
HE1429-037	14 32 03.19	-03 56 38.2	11434±36	1084.9/16.3 969/12.7 829.3/18.3 450.1/10.2	821.74/56.93	1.87
WD1345-0055	13 45 50.92	-00 55 36.4	11800±60	254.4/2.4 195.2/5.5	195.24/8.9	2.5

Tabela 4.3: Períodos e amplitudes retirados da literatura comparado com períodos e amplitudes observados neste trabalho de estrelas já conhecidas como variáveis.

¹Todos os valores para os períodos retirados da literatura foram adaptados de: <http://astro.if.ufrgs.br/zzceti.htm>

²As referências para os valores apresentados nessa tabela são encontrados em maiores detalhes na Tabela 3.1

4.3 POSSÍVEIS CANDIDATAS E NOVS

Outra classificação que usamos foram as chamadas de candidatas ou as NOV (*not observed to vary*). As que nominamos de candidatas foram as estrelas em que a curva de luz aparentava uma variação significativa do brilho da estrela e ao calcularmos a transformada de Fourier obtivemos picos com amplitudes que chegavam próximas ao limite de detecção de $3\langle A \rangle$, mas não eram maiores que o limite de $4\langle A \rangle$. Como exemplo, temos a estrela LP375-51, com sua curva de luz e transformada mostradas na Figura 4.6. Nela, podemos observar a variação na magnitude da estrela em sua curva de luz, mas na transformada de Fourier, o pico de maior amplitude, sinalizado com um triângulo, não possui uma amplitude suficiente acima do limite de detecção para podermos afirmar que este pico corresponde a um período de pulsação real da estrela. Além disso, algumas estrelas apresentaram apenas ruído em sua transformada de Fourier. Isso não significa que essas estrelas não sejam variáveis, mas que precisam de observações de melhor qualidade para observarmos variações do brilho da ordem de *mmag*. Esses objetos foram classificados como NOV. Para esses dois grupos, são necessários mais dados fotométricos para se obter resultados mais conclusivos. As estrelas classificadas como candidatas e NOVs estão listadas na Tabela 4.4.

Nome	RA	DEC	T_{ef} (K) ²	Tobs (h)	Comentário
LP375-51	11 50 20.17	+25 18 32.76	10076±148	2,66	
J1610+0302	16 10 05.17	03 02 56.07	12749±144	3	NOV
J2131+0108	21 31 59.88	01 08 56.26	11940±123	1,88	
J2359-0335	23 59 32.80	-03 35 41.07	10759±30	1,58	NOV
WD1454-0111	14 54 36.08	-01 11 52.5	13369±68	2,22	NOV
J0957+0805	09 57 03.09	08 05 04.85	11744±42	1,16	
J1133+1839	11 33 25.69	18 39 34.75	10908±31	2,65	NOV
PG1149+058	11 51 54.3	05 28 38	11042 ±125	2	
J0520+1710	05 20 16.37	17 10 02.96	12479±150	1,54	NOV
LP433-6	11 33 25.78	+18 39 34.56	10886±174	4,15	NOV

Tabela 4.4: Tabela com os dados das estrelas possíveis candidatas a novas variáveis e as estrelas que não foram observadas nenhuma variação significativa (NOV).

Capítulo 4. Resultados e Discussão

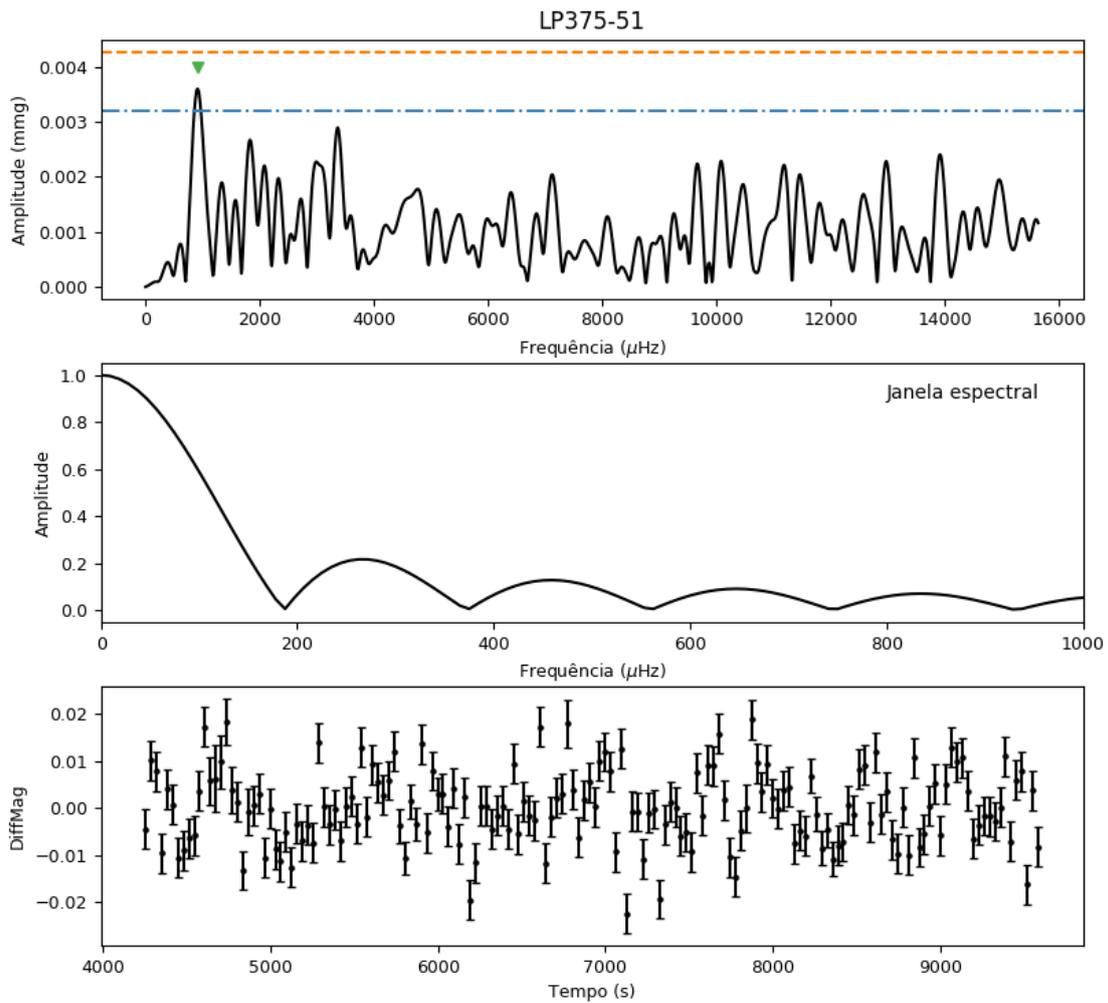


Figura 4.6: Curva de luz (abaixo), janela espectral (ao centro) e sua transformada de Fourier (acima) da estrela LP357-51. Sinalizado com o triângulo é um possível período de pulsação. A linha tracejada representa o valor de $4\langle A \rangle$ e a linha com traços e pontos é o limite $3\langle A \rangle$.

Capítulo 5

Conclusão

Neste trabalho, de 29 estrelas analisadas, descobrimos 4 novas estrelas anãs brancas DA variáveis (ZZ Ceti). Em três dessas estrelas, J0828+0949, GD195 e J0949+1019, foram observados períodos de pulsação curtos. Essa é uma característica de anãs brancas mais quentes, localizadas próximas a borda azul da faixa de instabilidade das DAs. Encontramos, também, a estrela L495-82 como uma nova ZZ Ceti da borda vermelha da faixa de instabilidade, com 14 períodos de pulsações detectados, sendo alguns deles frequências de batimento ou harmônicos dos demais (veja seção 4.1). A descoberta de novas DAs variáveis é necessária para melhor mapear a faixa de instabilidade dessa classe, não só com a temperatura efetiva, mas, também, em termos da dependência de massa, para que possamos comparar as previsões teóricas com os resultados observados. Observacionalmente determinou-se a dependência da faixa de instabilidade com a massa da anã branca; quanto mais massiva for a estrela, maior a T_{ef} com a qual ela começará a pulsar [Giovannini et al.(1998)]. A determinação da localização teórica da faixa de instabilidade das ZZ Ceti no diagrama $logg-T_{ef}$, permanece um desafio, devido a falta de um tratamento adequado para a convecção nessas estrelas [Van Grootel et al.(2015)]. As estrelas ZZ Ceti são uma ferramenta valiosa, pois a partir do espectro de períodos observados pode se obter informação sobre a estrutura interna da estrela, assim como a massa estelar, luminosidade, raio e parâmetros superficiais.

Ainda observamos 10 estrelas candidatas ou NOVs que se localizam dentro da faixa de instabilidade das ZZ Ceti, mas que neste trabalho não foram detectados períodos de pulsações. Essas estrelas precisam de observações de melhor qualidade para observarmos variações do brilho da ordem de $mmag$. Vale ressaltar que muitas delas possuem uma temperatura efetiva correspondentes às bordas teóricas, tanto azul quanto vermelha, da faixa de instabilidade (veja na Tabela 4.4). Determinar seus períodos de pulsação, ou se elas são realmente variáveis, nos ajudará no mapeamento da faixa de instabilidade das ZZ Ceti.

Ademais, analisamos 10 estrelas que já são conhecidas na literatura ([Gianninas et al.(2006)]; [Bergeron et al.(2004)]; [Fontaine et al.(2003)]; [Castanheira et al.(2006)]) das quais, com as nossas observações, também encontramos períodos de pulsação. Para algumas, confirmamos os períodos de pulsação anteriormente detectados, para outras encontramos períodos que não haviam ainda sido observados, incluindo harmônicos.

Futuramente, vamos aplicar os mesmos métodos que foram utilizados neste trabalho para analisarmos as curvas de luz de anãs brancas com atmosfera de hélio (DB) que se encontram dentro de sua faixa de instabilidade. Diferente das anãs brancas variáveis com atmosfera de hidrogênio, as DBV são difíceis de se achar, tendo somente 23 objetos publicados até hoje ([Grauer et al.(1988)]; [Handler(2001)]). Além disso, seu cenário de formação não é bem conhecido a partir da teoria da evolução padrão. Esses dados subsidiarão nossos estudos sobre suas propriedades estruturais, bem como sobre o possível canal de formação que produz esses objetos compactos.

Referências Bibliográficas

- [Bédard et al.(2017)] Bédard, A., Bergeron, P., & Fontaine, G. 2017, , 848, 11
- [Bergeron et al.(2004)] Bergeron, P., Fontaine, G., Billères, M., Boudreault, S., & Green, E. M. 2004, , 600, 404
- [Castanheira et al.(2006)] Castanheira, B. G., Kepler, S. O., Mullally, F., et al. 2006, , 450, 227
- [Córscico et al.(2009)] Córscico, A. H., Althaus, L. G., Miller Bertolami, M. M., & García-Berro, E. 2009, , 499, 257
- [Fontaine et al.(2001)] Fontaine, G., Brassard, P., & Bergeron, P. 2001, , 113, 409
- [Fontaine et al.(2003)] Fontaine, G., Bergeron, P., Billères, M., & Charpinet, S. 2003, , 591, 1184
- [Fontaine & Brassard(2008)] Fontaine, G., & Brassard, P. 2008, , 120, 1043
- [Garcia-Berro et al.(1995)] Garcia-Berro, E., Hernanz, M., Isern, J., & Mochkovitch, R. 1995, , 277, 801
- [Gianninas et al.(2006)] Gianninas, A., Bergeron, P., & Fontaine, G. 2006, , 132, 831
- [Gianninas et al.(2011)] Gianninas, A., Bergeron, P., & Ruiz, M. T. 2011, , 743, 138
- [Giovannini et al.(1998)] Giovannini, O., Kepler, S. O., Kanaan, A., et al. 1998, *Baltic Astronomy*, 7, 131
- [Grauer et al.(1988)] Grauer, A. D., Bond, H. E., Green, R. F., & Liebert, J. 1988, , 95, 879
- [Handler(2001)] Handler, G. 2001, , 323, L43
- [Hayashi, C. e Hoshi, R. (1961)] Hayashi, C.; Hoshi, R. The Outer Envelope of Giant Stars with Surface Convection Zone. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, v. 13, p. 442–449, 1961.

Referências Bibliográficas

- [Hermes et al.(2017)] Hermes, J. J., Gänsicke, B. T., Kawaler, S. D., et al. 2017, , 232, 23 .
- [Jeffery & Saio(2016)] Jeffery, C. S., & Saio, H. 2016, IAU Focus Meeting, 29, 548
- [Kepler et al.(2012)] Kepler, S. O., Pelisoli, I., Peçanha, V., et al. 2012, , 757, 177
- [Kepler & Romero(2017)] Kepler, S. O., & Romero, A. D. 2017, European Physical Journal Web of Conferences, 152, 01011
- [Lenz & Breger(2005)] Lenz, P., & Breger, M. 2005, Communications in Asteroseismology, 146, 53
- [Martinazzi et al.(2017)] Martinazzi, E., Kepler, S. O., & Costa, J. E. S. 2017, , 468, 2816
- [Mukadam et al.(2006)] Mukadam, A. S., Montgomery, M. H., Winget, D. E., Kepler, S. O., & Clemens, J. C. 2006, , 640, 956
- [Mullally et al.(2005)] Mullally, F., Winget, D. E., & Kepler, S. O. 2005, Bulletin of the American Astronomical Society, 37, 68.08
- [Oliveira, K. Oliveira, M. de F. (2014)] Oliveira, K. S.; Oliveira, M. de F. *Astronomia e Astrofísica*. 3 a edição. ed. [S.l.]: Livraria da Física, 2014.
- [Robinson(1979)] Robinson, E. L. 1979, IAU Colloq. 53: White Dwarfs and Variable Degenerate Stars, 343
- [Romero et al.(2017)] Romero, A. D., Córscico, A. H., Castanheira, B. G., et al. 2017, , 851, 60
- [Romero et al.(2013)] Romero, A. D., Kepler, S. O., Córscico, A. H., Althaus, L. G., & Fraga, L. 2013, , 779, 58
- [Van Grootel et al.(2015)] Van Grootel, V., Fontaine, G., Brassard, P., & Dupret, M.-A. 2015, 19th European Workshop on White Dwarfs, 493, 211
- [Winget et al.(1987)] Winget, D. E., Hansen, C. J., Liebert, J., et al. 1987, , 315, L77