

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Henrique Marques Reggiani

Enriquecimento em carbono em traçadores do halo.

São Paulo 2015

Henrique Marques Reggiani

Enriquecimento em carbono em traçadores do halo.

Dissertação apresentada ao Departamento de
Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica
e Ciências Atmosféricas da Universidade de
São Paulo como requisito parcial para a ob-
tenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Profa. Dra. Silvia Rossi

São Paulo 2015

Dedico este trabalho a Maysa, por toda ajuda e apoio.

Agradecimentos

Agradeço à minha família por toda ajuda ao longo dos anos. Agradeço à Maysa por todo apoio e ajuda incondicionais, sem você nada disso seria possível. Agradeço à Silvia Rossi pela orientação e inúmeras oportunidades. Aos professores cuja ajuda foi indispensável para enriquecer meus conhecimentos. À CAPES e CNPq, pelo apoio financeiro. A todos os amigos e colegas.

“Talvez não tenha conseguido fazer o melhor, mas lutei para que o melhor fosse feito.

Não sou o que deveria ser, mas não sou o que era antes”

Martin Luther King

“O que sabemos é uma gota, o que não sabemos é um oceano.”

Sir Isaac Newton

Resumo

As estrelas pobres em metais e enriquecidas em carbono (CEMP) são objetos de grande importância no estudo da formação da galáxia e evolução da primeira população estelar. As estrelas pobres em metais compreendem uma grande gama de tipos estelares em diferentes fases evolutivas. Dentre elas estão as estrelas RR Lyrae, utilizadas principalmente em estudos da dinâmica da população velha galáxia. As RR Lyrae são estrelas na fase da queima de hélio em seus núcleos, com idades aproximadas de 12 Ganos, pertencentes à região de instabilidade do ramo horizontal, sendo reconhecíveis através de seus curtos períodos de pulsação e magnitude absoluta restrita. Apesar dos inúmeros estudos com ambas as classes estelares, a amostragem de estrelas RR Lyrae com características CEMP ainda é pequena, com um total de nove estrelas conhecidas até o momento.

O principal objetivo deste trabalho foi identificar, através de uma lista de estrelas candidatas apresentadas em Kinman et al. (2012), novas estrelas CEMP RR Lyrae. Foram selecionadas 12 estrelas, das quais 10 foram observadas com o espectrógrafo GOODMAN, no telescópio SOAR. Os dados espectrográficos foram reduzidos com o pacote IRAF e os parâmetros atmosféricos foram obtidos com o pipeline n-SSPP.

A carbonicidade das estrelas foi calculada a partir de sínteses espectrais e duas novas estrelas CEMP RR Lyrae foram identificadas, um aumento de 22%. Com os valores de carbono calculados, foi realizado um estudo nas estrelas CEMP RR Lyrae conhecidas, indicando que a existência de carbono nessas estrelas não influencia seus mecanismos de pulsação estelar. Também foi verificado que a tendência do crescimento da fração de estrelas CEMP, assim como o aumento da razão $[C/Fe]$, com o decréscimo da metalicidade, parecem ser válidos para tais estrelas.

Abstract

Carbon-enhanced metal-poor (CEMP) stars are objects of great importance in the study of the Galaxy formation and evolution of the first stars. There are various stellar types in different evolutionary stages among metal-poor stars. One example of them are the RR Lyrae stars, mainly used in the study of old population dynamics. RR Lyrae are burning helium in their core, with ages of the order of 12 Gyears. They are located in the instability strip of the horizontal branch and are recognizable through their short pulsation periods and restricted absolute magnitude. Despite of the fact that both CEMP stars and RR Lyrae stars are being continuously studied, the sample of CEMP RR Lyrae is very small, with only nine stars.

The main goal of this work is to identify, through a sample of candidate stars presented by Kinman et al. (2012), new CEMP RR Lyrae stars. Twelve stars were selected from that sample, and 10 were observed with the GOODMAN spectrograph on SOAR telescope. The spectrographic data were reduced using IRAF package and the atmospheric parameters were obtained using the n-SSPP pipeline.

Carbon abundance for these stars was calculated using spectral synthesis and two new CEMP RR Lyrae stars were identified, meaning a significant increase of 22%. Using the calculated carbon abundances, no apparent influence of carbon on the pulsation mechanism could be found. The increase on the fraction of carbon enhanced stars, and the increase of $[C/Fe]$, with the decrease of metallicity appear to be valid for these objects.

Lista de Figuras

1.1	Espectros em diferentes metalicidades	21
1.2	Banda G do CH	23
1.3	Estrelas CEMP em função da metalicidade	26
1.4	Tendência das estrelas CEMP com a distância ao plano galáctico	27
1.5	Curvas de luz de cada Tipo Bailey.	30
1.6	Curvas de luz de estrelas RRab.	31
1.7	Esquema de diagrama HR e a posição de estrelas RR Lyrae.	33
1.8	Curvas de luz de com efeito Blazhko.	35
1.9	Diagrama Metalicidade vs Período médio para aglomerados globulares. . .	37
1.10	Diagrama Metalicidade vs Período para estrelas RRab de aglomerados. . .	38
1.11	Diagrama A_b vs $\log P$ para aglomerados globulares.	39
2.1	Espectros observados calibrados em comprimento de onda e normalizados. .	49
2.2	Saída do pipeline n-SSPP.	50
3.1	Sínteses da estrela v370 Vir no intervalo entre 4250Å e 4350Å.	55
3.2	Sínteses da estrela v370 Vir no intervalo entre 4290Å e 4315Å.	56
3.3	Carbonicidade vs Metalicidade para CEMP RR Lyrae.	61
3.4	Classificação Oosterhoff das estrelas CEMP RR Lyrae.	64
3.5	Metalicidade em função do log do período.	64
3.6	Classificação Oosterhoff revisada para as estrelas CEMP RR Lyrae da amostra. .	66
3.7	Metalicidade vs log do período com a classificação Oosterhoff revisada. . .	66
3.8	Metalicidade em função do período para as estrelas da amostra.	67

Lista de Tabelas

1.1	Classificação de estrelas pobres em metais, de acordo com Beers e Christlieb (2005)	22
1.2	Classificação de estrelas CEMP.	25
1.3	Parâmetros físicos das estrelas RR Lyrae.	32
2.1	Alvos observacionais, selecionados de Kinman et al. (2012).	44
2.2	Parâmetros atmosféricos e fase observada das estrelas do programa.	47
3.1	Grade dos modelos atmosféricos.	54
3.2	Carbonicidade das estrelas do estudo.	57
3.3	Grade de incertezas sistemáticas geradas pela determinação dos parâmetros atmosféricos.	58
3.4	Estrelas RR Lyrae utilizadas na análise da relação entre metalicidade e carbonicidade.	60

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
1.1 Estrelas pobres em metais	19
1.1.1 Definição de metalicidade e nomenclatura de estrelas pobres em metais	20
1.2 Estrelas pobres em metais e enriquecidas em carbono (CEMP)	22
1.2.1 Classes de estrelas CEMP	24
1.2.2 Frequência de estrelas CEMP	25
1.3 As estrelas RR Lyrae	27
1.3.1 Tipos Bailey de estrelas RR Lyrae	29
1.3.2 Parâmetros Físicos e Diagrama HR	31
1.3.3 Efeito Blazhko	33
1.3.4 Dualidade Oosterhoff	36
1.4 CEMP RR Lyrae	39
1.5 Este Trabalho	40
2. <i>Base de dados</i>	43
2.1 Alvos Observacionais	43
2.2 Observação e Redução dos dados	45
2.2.1 Observação	45
2.2.2 Redução de dados	46
2.3 Parâmetros Atmosféricos	46
3. <i>Análise</i>	51
3.1 Síntese espectral	51
3.1.1 Lista de Linhas	52

3.1.2	Modelos atmosféricos	53
3.1.3	Síntese Espectral	53
3.1.4	Incertezas na Carbonicidade	56
3.2	Relação Metalicidade e Carbonicidade	59
3.3	Classificação Oosterhoff	62
4.	<i>Conclusões</i>	69
	<i>Referências</i>	73

Introdução

1.1 *Estrelas pobres em metais*

A pesquisa da origem dos elementos químicos é de fundamental importância para todas as áreas da astrofísica moderna. Diferentes elementos têm diferentes canais de produção e diferentes escalas de tempo de formação. Após a era nucleossintética do Big Bang, o Universo era compreendido por H (≈ 0.75 em fração de massa), He (≈ 0.25) e traços de Li ($\approx 2 \times 10^{-9}$). As primeiras estrelas foram formadas exclusivamente desses materiais e eram extremamente massivas, com tempos de vida curtos (Bromm et al., 2002) e são conhecidas como estrelas População III. Todos os outros elementos pesados, chamados “metais” são formados em processos nucleossintéticos no interior de estrelas. Assim, quando as estrelas Pop III explodiram como supernovas, o meio interestelar foi poluído com o material produzido nesses objetos e, desse material, foi formada a segunda geração de estrelas (Pop II). Portanto, os elementos químicos presentes em uma estrela funcionam como impressão digital da geração estelar anterior, da evolução galáctica e do Big Bang (Beers e Christlieb, 2005).

Em tal contexto fica clara a importância do estudo de estrelas População II, uma vez que são os objetos mais pobres em metais ainda observáveis. As estrelas Pop II ainda observáveis são as estrelas de baixa massa, $0.6 - 0.8 M_{\odot}$, com tempos de vida estimados maiores que a idade estimada do universo (≈ 14 Ganos) (Frebel e Norris, 2013). Já as estrelas Pop II de alta massa completaram seu processo de evolução, enriqueceram o meio interestelar com os metais que produziram em seus interiores e foram responsáveis pelo enriquecimento químico das estrelas População I.

Com as estrelas Pop II pode-se estudar: se as previsões teóricas para os elementos

criados no Big Bang estão corretas; a natureza das primeiras estrelas; a função de massa inicial; a produção de elementos químicos em supernovas; a evolução química e dinâmica da Galáxia (a maior parte das estrelas pobres em metais se encontra no halo da galáxia e o estudo dinâmico destes objetos permite determinar se eles foram formados na Galáxia ou se foram acretados durante interações com outras galáxias); sítios de produção de elementos gerados por captura de nêutrons, entre outros (Beers e Christlieb, 2005).

Para compreender a evolução do universo deve-se recorrer ao estudo de estrelas pobres em metais. Como dito por Frebel (2008): “Estrelas pobres em metais são o equivalente local ao universo em alto redshift”.

1.1.1 Definição de metalicidade e nomenclatura de estrelas pobres em metais

Estrelas são continuamente formadas no universo e é possível diferenciar os objetos de diferentes períodos através da quantidade de metais encontrados nas estrelas. Chamamos esta quantidade de metalicidade. A metalicidade de uma estrela, que é a quantidade de elementos químicos mais pesados que o Hélio, pode ser matematicamente definida de duas formas. A primeira maneira, utilizada principalmente em modelos e estudos teóricos, é através da fração em massa da estrela que é formada por metais. A segunda, mais utilizada por astrônomos observacionais, é comparar a quantidade de um dado elemento, comumente o ferro, em relação a quantidade de hidrogênio, presentes na fotosfera estelar com relação ao observado na fotosfera do Sol. Isso pode ser visualizado utilizando-se a seguinte definição:

$$[A/B] = \log_{10}(N_A/N_B)_* - \log_{10}(N_A/N_B)_{\odot}, \quad (1.1)$$

onde A e B são elementos químicos e N_A e N_B são os números de átomos de cada elemento na atmosfera estelar. Os símbolos ‘*’ e ‘ \odot ’ representam a estrela em estudo e o Sol, respectivamente.

Neste trabalho, a metalicidade é representada pela relação entre ferro e hidrogênio ($[Fe/H]$), de forma análoga à apresentada na equação acima. As abundâncias solares consideradas neste trabalho são de Asplund et al. (2009).

O ferro é o elemento mais utilizado como indicador de metalicidade porque apresenta o espectro em absorção mais rico na região do óptico, facilitando, historicamente, a determinação de sua abundância. Com poucas exceções, a relação $[Fe/H]$ traça muito bem

a metalicidade das estrelas. O ferro também é interessante porque sua nucleossíntese é um processo bastante singular (Woosley e Weaver, 1995), de forma que pode ser utilizado como traçador das escalas de tempo da evolução química da galáxia.

Com a definição de metalicidade bem estabelecida, pode-se demonstrar como um espectro estelar varia com o decréscimo da metalicidade. Estrelas com metalicidades mais baixas apresentam, de forma geral, linhas em absorção de elementos metálicos menos pronunciadas. Na Figura 1.1, compara-se o espectro de uma estrela com metalicidade solar ($[Fe/H] = 0$) ao de outras três estrelas com metalicidades decrescentes. É possível notar que, com o decréscimo da metalicidade não só a profundidade, mas também a quantidade de linhas de elementos metálicos cai drasticamente. Deve-se ressaltar que as estrelas cujos espectros são apresentados na Figura 1.1 apresentam parâmetros atmosféricos similares, de forma que a diferença entre os espectros é quase que exclusivamente devida à metalicidade.

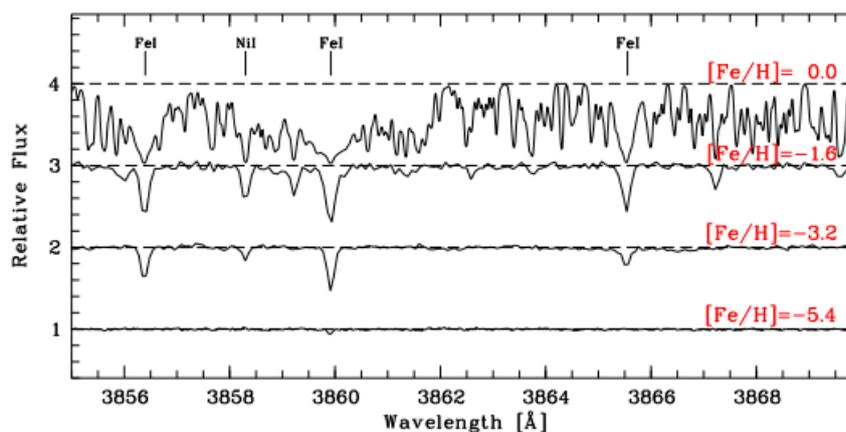


Figura 1.1: Comparação de espectros de estrelas com diferentes metalicidades. As diferenças nas linhas refletem as diferentes metalicidades. Figura extraída de Frebel (2010)

Como o conceito da metalicidade estelar, do ponto de vista observacional, está atrelado ao conhecimento dos valores de abundâncias solares, é necessário utilizar uma nomenclatura específica que indique se a estrela deve ser classificada como pobre em metais, com base na razão $[Fe/H]$. Para isso será utilizada a classificação proposta por Beers e Christlieb (2005), conforme apresentado na Tabela 1.1.

Ao longo deste trabalho, o termo “pobre em metal” se refere a metalicidades $[Fe/H] \leq -1.0$ (dez vezes inferior a solar).

Com o crescente interesse por objetos Pop II (estrelas pobres em metais), grandes levantamentos estelares foram realizados, permitindo estudos em grande escala dessa classe

Tabela 1.1 - Classificação de estrelas pobres em metais, de acordo com (Beers e Christlieb, 2005)

[Fe/H]	Nomenclatura	Identificação
$> +0.5$	Super-rica em metais	SMR
≈ 0	Solar	-
< -1.0	Pobre em metais	MP
< -2.0	Muito pobre em metais	VMP
< -3.0	Extremamente pobre em metais	EMP
< -4.0	Ultra pobre em metais	UMP
< -5.0	Hiperpobre em metais	HMP
< -6.0	Megapobre em metais	MMP

estelar. Os principais levantamentos, em grande parte responsáveis pela grande quantidade de objetos MP conhecidos hoje, são os levantamentos de prisma objetivos HK (Beers et al., 1985, 1992) e Hamburg ESO Survey (HES, Christlieb et al., 2008).

Um resultado surpreendente dos levantamentos de prisma objetivo foi a constatação de que muitas estrelas VMP exibem excesso de carbono.

1.2 Estrelas pobres em metais e enriquecidas em carbono (CEMP)

O fenômeno de enriquecimento em carbono em estrelas MP foi primeiramente reconhecido por Bond (1970), Bidelman e MacConnell (1973) e Bond (1980) através de técnicas fotográficas. Estrelas dessa classe são conhecidas como estrelas CEMP, Carbon-enhanced metal-poor, (Beers e Christlieb, 2005). Estudos espectroscópicos dessas estrelas vêm sendo feitos desde a descoberta da estrela CS22892-052, por Sneden et al. (1994) (ver, por exemplo, Placco et al., 2014; Carollo et al., 2014; Kennedy et al., 2011; Placco et al., 2011; Lee et al., 2013; Stancliffe et al., 2013).

A abundância do carbono é definida através da razão $[C/Fe]$, seguindo a equação 1.1, e é chamada de carbonicidade. A estrela CS22892-052, por exemplo, apresenta metalicidade de $[Fe/H] \approx -3.1$ e carbonicidade de $[C/Fe] \approx +1.12$.

Com o crescente número de estudos dessa classe estelar reconheceu-se que ela é uma das mais importantes classes de objetos nos estudos de formação da Galáxia e de evolução da primeira população estelar (ver, por exemplo, Carollo et al., 2012, 2014; Norris et al., 2013; Cooke e Madau, 2014).

O reconhecimento de estrelas enriquecidas em carbono, por meio de espectros, é feito

através de forte presença da banda G do CH em 4300\AA (frequentemente acompanhada de outras características do carbono molecular). Estrelas enriquecidas em carbono e pobres em metais com temperaturas efetivas $\approx 5500K$ geralmente exibem essa característica marcante. Pode-se ver dois exemplos da presença da banda G na Figura 1.2. Note-se que a estrela de menor temperatura apresenta mais bandas de carbono.

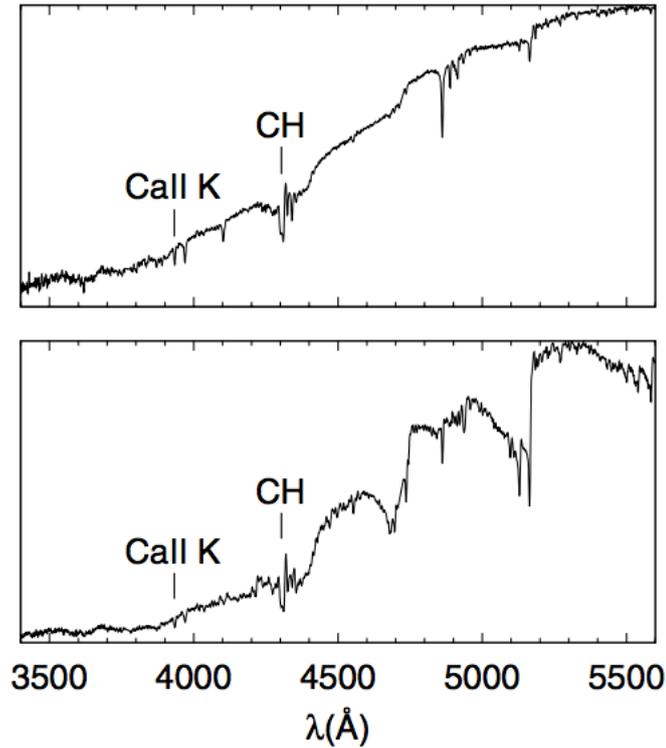


Figura 1.2: Banda G do CH. O Quadro superior apresenta espectro da estrela HE 2138-3336, $T_{eff} = 5850K$, $\log g = 2.62$ e $[Fe/H] = -2.53$. O quadro inferior apresenta o espectro da estrela HE 2258-6358, $T_{eff} = 4900K$, $\log g = 0.81$ e $[Fe/H] = -2.94$. Figura extraída de Placco et al. (2013)

Aoki et al. (2007) propuseram a seguinte definição formal para estrelas CEMP:

1. $[C/Fe] > +0.7$ para estrelas com $\log(L/L_{\odot}) \leq 2.3$.
2. $[C/Fe] > +3.0$ para estrelas com $\log(L/L_{\odot}) > 2.3$.

Já Suda et al. (2011) incluíram explicitamente a metalicidade na definição de estrelas CEMP: $[Fe/H] \leq -2.5$ e $[C/Fe] \geq +0.7$. Entretanto, essa definição exclui muitos objetos de interesse, uma vez que a grande maioria dos objetos conhecidos se encaixam na classificação como estrelas MP e VMP de Beers e Christlieb (2005). Assim, neste trabalho, será adotada uma definição conjunta de Beers e Christlieb (2005) e Aoki et al. (2007), para estrelas CEMP: $[Fe/H] \leq -1.0$ e $[C/Fe] \geq +0.7$.

1.2.1 Classes de estrelas CEMP

Utilizando a definição conjunta de estrelas CEMP mencionada acima pode-se adaptar as definições de subclasses de estrelas CEMP proposta por Beers e Christlieb (2005). As subclasses foram propostas baseadas nas características químicas encontradas em diferentes estrelas CEMP. Na Tabela 1.2 estão apresentadas as subclasses propostas em Beers e Christlieb (2005), adaptadas a definição de estrelas CEMP adotada neste trabalho.

As subclasses CEMP-s, CEMP-r, CEMP-r/s apresentam abundância de elementos pesados em excesso e são diferenciadas através dos processos responsáveis pela criação destes elementos. A subclasse CEMP-s indica que a estrela apresenta excesso de elementos criados através do processo ‘s’, processo de captura de nêutrons lentos. A subclasse CEMP-r apresenta excesso de elementos criados através do processo ‘r’, captura de nêutrons rápidos. O processo CEMP-r/s apresenta excesso de elementos de ambos processos. Por outro lado, as estrelas classificadas como CEMP-no são aquelas que apresentam excesso de carbono sem que haja excesso de elementos ‘s’ ou ‘r’.

O padrão de abundância das estrelas CEMP-s e CEMP-r/s parece indicar que essas estrelas pertencem a um sistema binário (Herwig, 2005; Masseron et al., 2010; Allen et al., 2012), no qual a companheira já tenha passado pelo estado evolutivo AGB. Em tal cenário, a estrela AGB depositou grandes quantidades de carbono e elementos de processo-s em sua companheira. Para estrelas CEMP-s a hipótese de binaridade está bem estabelecida e é corroborada tanto por observações (Lucatello et al., 2005; Starkenburg et al., 2014), quanto por estudos teóricos mais recentes (Bisterzo et al., 2011; Placco et al., 2013; Stancliffe et al., 2013).

Estrelas CEMP-r/s, por outro lado, ainda são fonte de discussão. Recentemente, Bisterzo et al. (2012) propuseram que o excesso de abundância de elementos do processo ‘r’ seria advinda de suas nuvens de formação, enquanto os elementos de processo ‘s’ teriam sido transferidos por uma companheira AGB.

Com relação às outras subclasses de estrela CEMP, Aoki et al. (2007) argumentam que tanto estrelas CEMP-r quanto estrelas CEMP-no apresentam seus excessos de abundância química como resultado de enriquecimento prévio do gás a partir do qual essas estrelas foram formadas.

Starkenburg et al. (2014), procurando evidência de binaridade entre estrelas CEMP

Tabela 1.2 - Classificação de estrelas CEMP (Beers e Christlieb, 2005), com base na definição de estrelas CEMP de Aoki et al. (2007).

CEMP	$[C/Fe] \geq +0.7$
CEMP-r	$[C/Fe] \geq +0.7$ e $[Eu/Fe] \geq +1.0$
CEMP-s	$[C/Fe] \geq +0.7$, $[Ba/Fe] \geq +1.0$ e $[Ba/Eu] \geq +0.5$
CEMP-r/s	$[C/Fe] \geq +0.7$ e $0.0 \leq [Ba/Eu] \leq +0.5$
CEMP-no	$[C/Fe] \geq +0.7$ e $[Ba/Fe] \leq 0.0$

argumentam que a binaridade entre estrelas CEMP-no é marginalmente consistente com o observado na vizinhança solar e que as propriedades de binaridade entre estrelas CEMP-s e CEMP-no são muito diferentes, de forma que o excesso de carbono não pode ser explicado pelo mesmo mecanismo nas duas classes estelares. A hipótese de que o excesso de carbono nessas estrelas remete somente ao seu ambiente de formação, como mencionado acima, foi testado com a descoberta da estrela mais pobre em metais conhecida até o momento. A estrela SMSS J031300.36-670839-3, com metalicidade $[Fe/H] \leq -7.1$, é uma estrela CEMP-no e o estudo de Keller et al. (2014) indica que foi formada com gases remanescentes da explosão de uma supernova. Também é importante mencionar que quase todas as estrelas com metalicidade $[Fe/H] \leq -4.0$ parecem ser estrelas CEMP-no, indicativo de que essa classe de objetos pode ser uma segunda geração estelar.

1.2.2 Frequência de estrelas CEMP

Independentemente de sua subclassificação, estrelas CEMP são uma grande fração das estrelas pobres em metais, como foi demonstrado primeiramente por Rossi et al. (1999). Isto sugere que, durante a formação dos primeiros metais do universo, uma quantidade significativa de carbono foi produzida. Foi mostrado ainda que esta fração de estrelas CEMP varia inversamente com a razão $[Fe/H]$.

O trabalho de Lucatello et al. (2006) sugere que, para metalicidades $[Fe/H] \leq -2.0$, aproximadamente 20% das estrelas são CEMP. Em um trabalho mais recente, Yong et al. (2013) afirmam que esta fração chega a 32% para estrelas com $[Fe/H] \leq -3.0$. No intervalo $-3.5 \leq [Fe/H] \leq -3.0$, a fração fica em 25% e, entre $-4.0 \leq [Fe/H] \leq -3.5$ é de 29%. Entre estrelas com metalicidades $[Fe/H] \leq -4.0$, a razão é superior a 70%. Somente uma estrela com $[Fe/H] \leq -4.0$ identificada até o momento apresenta abundância normal de carbono. Entretanto, Yong et al. (2013) também argumentam que é estatisticamente

inviável realizar qualquer análise da frequência de estrelas CEMP nesta região, devido à pequena quantidade de objetos. No estudo de Carollo et al. (2012), reproduzido na Figura 1.3, pode-se notar tal tendência. No painel à esquerda é possível ver como a fração de estrelas CEMP cresce com o decréscimo da metalicidade, enquanto o painel direito apresenta o valor médio da razão $\langle [C/Fe] \rangle$ em função da metalicidade. Em ambos os painéis somente estão apresentadas estrelas com $[Fe/H] \leq -1.5$ e com valores $Z_{MAX} > 5$ kpc (distância máxima da órbita estelar ao plano Galáctico)

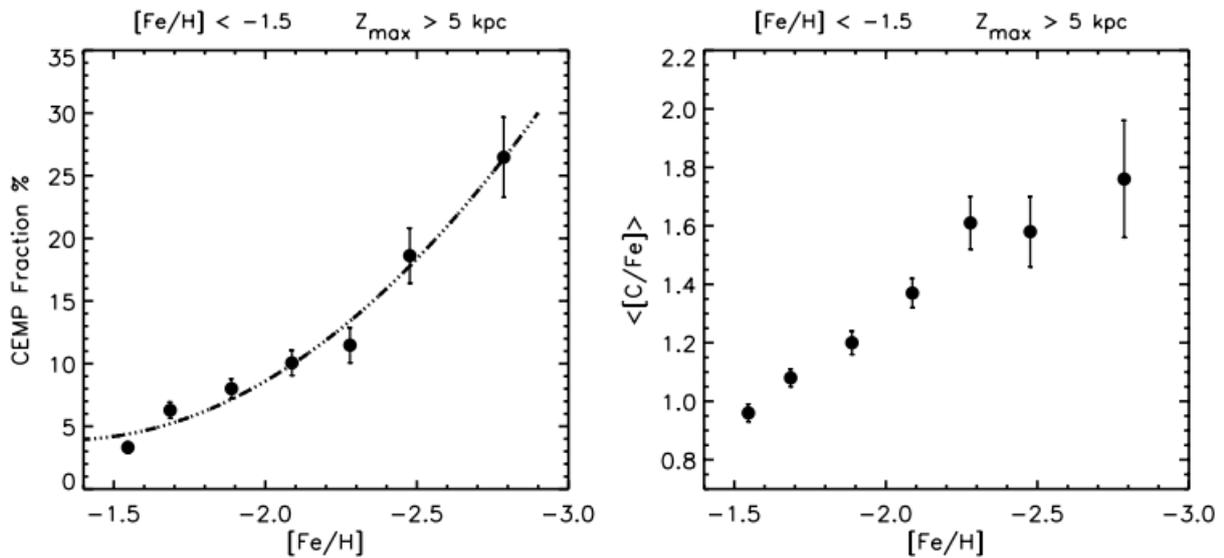


Figura 1.3: Estrelas CEMP em função da metalicidade. Painel esquerdo: Tendência global da variação da fração de estrelas CEMP com $[Fe/H]$. Painel Direito: Variação do valor médio de $[C/Fe]$ com $[Fe/H]$. Z_{MAX} representa a distância máxima da órbita estelar ao plano Galáctico. Figura extraída de Carollo et al. (2012)

Beers e Christlieb (2005) sugeriram que o aumento na fração de estrelas CEMP com metalicidade decrescente poderia ter uma das seguintes causas: (1) um mecanismo primordial de estrelas progenitoras massivas, (2) produção interna através de mecanismos intrínsecos em estrelas de baixa massa e metalicidade extremamente baixa, (3) transferência de massa de uma companheira de massa inicial intermediária que já tenha passado pela fase AGB ou, ainda, (4) um conjunto das três possibilidades.

Além do crescimento da fração de estrelas CEMP com o decréscimo da metalicidade, Frebel et al. (2006) também propuseram, através do estudo de uma pequena amostragem, um acréscimo na fração de estrelas CEMP com aumento na distância ao plano galáctico $|z|$. Esta proposta foi confirmada por Carollo et al. (2012), como pode-se ver na Figura

1.4. Esses últimos autores argumentam que tal comportamento está relacionado ao fato de o componente externo do halo da Galáxia possuir duas vezes mais estrelas CEMP do que o componente interno do halo, em uma mesma metalicidade. Acrescentam ainda que, essa correlação é uma manifestação do fato do halo externo ser um componente da Galáxia que possui um pico de metalicidade em $[Fe/H] = -2.2$, inferior ao do halo interno, em $[Fe/H] = -1.6$.

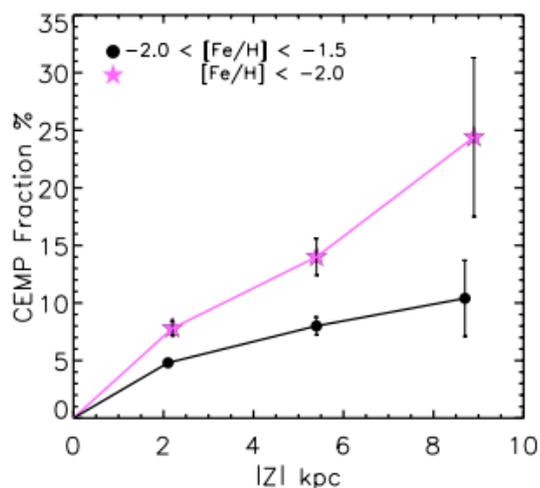


Figura 1.4: Aumento na frequência de estrelas CEMP com o aumento na distância ao plano galáctico $|z|$. Figura extraída de Carollo et al. (2012)

1.3 As estrelas RR Lyrae

A história das estrelas hoje conhecidas como RR Lyrae começa em 1893, quando Solon I. Bailey iniciou um projeto para fotografar aglomerados globulares. Nessa época, Edward Charles Pickering era o astrônomo responsável pela análise das placas fotográficas do projeto. Para a análise ele contratou um grupo de mulheres que, cuidadosamente, realizavam uma série de cálculos em cada placa, identificando cada objeto das placas fotográficas. O esforço do grupo rendeu a publicação de uma série de catálogos, detalhando cartografia estelar, fotometria estelar e, dentre outras, estrelas variáveis. Em 1898, Pickering descreveu uma técnica para estudo de estrelas variáveis de curto período na Harvard Circular Number 29. Esse artigo foi estimulado pela descoberta, por uma das mulheres que trabalhavam nesse projeto, Willamina Fleming, em agosto de 1893, de uma estrela variável no aglomerado ω Centauri. Seguida dessa, foram descobertas mais 5 estrelas variáveis nas

placas fotográficas desse projeto de Bailey, incentivando a procura por tais objetos. Entre os anos 1895 e 1898, foram descobertas mais de 500 estrelas variáveis em aglomerados globulares (Bailey e Pickering, 1913).

Bailey tomou, então, para si o trabalho de determinar curvas de luz e períodos dessas estrelas e, com seu estudo, tornou-se claro que a grande maioria dos objetos apresentavam curtos períodos de variação (menores que um dia) e variações de amplitude em torno de uma magnitude. Outro fato marcante era que todas as estrelas, mesmo em diferentes aglomerados, tinham magnitudes aparentes muito próximas. Essas estrelas, na época conhecidas como “variáveis de aglomerados” são as estrelas conhecidas hoje como RR Lyrae.

Entre as primeiras variáveis de aglomerados descobertas, destaca-se a estrela batizada de RR Lyrae: uma estrela de campo, com período de 0.56 dia, situada na constelação de Lyra (Pickering et al., 1901). Foi descoberta por Williamina Fleming em uma placa fotográfica datada de 13 de julho de 1899. Com magnitude aparente entre 7 e 8, ela se destacou por ser suficientemente brilhante para ser alvo de medidas espectroscópicas capazes de determinar mudanças em seu espectro durante diferentes fases do seu ciclo.

Durante os anos de 1910, estrelas variáveis de aglomerados com curta periodicidade foram estudadas por vários autores. Kiess (1912) mostrou que a variação da velocidade radial desses objetos era muito similar à das Cefeidas, resultando na dedução de que o mecanismo de variabilidade das duas classes de estrelas seria o mesmo. A hipótese mais aceita, então, era a de que essas estrelas seriam sistemas binários.

Enquanto isso, alguns autores consideravam a pulsação estelar como possível fonte de variabilidade. Shapley (1914) introduziu as deduções matemáticas necessárias para que a pulsação passasse a ser considerada como o mecanismo responsável pela variação das Cefeidas e, conseqüentemente, o mecanismo responsável pela variação observada nas variáveis de aglomerados. Após anos de esforço, Shapley (1916) mostrou que as características de variabilidade da estrela RR Lyrae eram inconsistentes com as hipóteses de um sistema binário, porque, caso fosse um sistema binário, as variações dos parâmetros orbitais não poderiam ser fisicamente explicadas. Shapley também notou que havia uma variação cíclica, de aproximadamente 40 dias, nas épocas de máximo da estrela. Este efeito, que veio a ser conhecido como efeito Blazhko, permanece inexplicado.

No entanto, não estava claro se as similaridades entre as variáveis de aglomerado e as

Cefeidas eram indicativas de pertencerem a uma mesma classe de objetos. Mas, o curto período de variação, aliado ao fato dessa classe ser encontrada, principalmente, em aglomerados eram razões contundentes para mantê-las como uma classe separada de estrelas. Outra razão, apontada em Hertzsprung (1909, 1913), era o fato das Cefeidas serem encontradas principalmente no plano da nossa Galáxia, enquanto as variáveis de aglomerado povoavam todas as latitudes galácticas e apresentavam altas velocidades radiais. Tais diferenças entre as duas classes estelares levaram a conclusão que as variáveis de aglomerado são estrelas População II (altas velocidades radiais e povoam todas as latitudes), enquanto as Cefeidas são estrelas mais jovens, de População I. Esse resultado foi confirmado posteriormente por Joy (1938).

Desta forma, apesar de algumas confusões com relação a sua classificação, as variáveis de aglomerados sempre foram consideradas uma classe particular de estrelas pulsantes. Em 1948, na reunião da 27^a Comissão da União Internacional de Astronomia em Zurique, foi decidido que as estrelas que apresentassem as mesmas características da estrela RR Lyrae (conhecidas, então, como variáveis de aglomerados), fossem elas estrelas de aglomerado ou estrelas de campo, seriam denominadas, dali em diante, estrelas RR Lyrae.

1.3.1 Tipos Bailey de estrelas RR Lyrae

Através de estudos das curvas de luz, Bailey (1902) notou que era possível dividir as variáveis de aglomerado em três diferentes subclasses, considerando somente a forma das curvas de luz das estrelas. As subclasses de Bailey podem ser descritas da seguinte forma (Smith, 2004):

1. “Tipo Bailey a: Tem como característica um aumento rápido do seu brilho, seguido de um decréscimo também rápido, porém mais lento que o aumento de luz; brilho aproximadamente constante próximo ao mínimo, durante metade do período completo (apresentando mudanças graduais e lentas de brilho neste estágio); períodos que variam de 12 a 15 horas; amplitude de aproximadamente uma magnitude. Pode-se ver exemplo da curva de luz desta subclasse no painel superior da Figura 1.5.”
2. “Tipo Bailey b: Tem como característica um crescimento moderadamente rápido do brilho, acompanhado de um decréscimo relativamente lento até o início do crescimento do brilho; amplitude um pouco inferior a uma magnitude; períodos que variam

de 17 a 20 horas. Pode-se ver exemplo da curva de luz desta subclasse no painel do meio da Figura 1.5.”

3. “Tipo Bailey c: A alteração no brilho parece ser constante, sempre com velocidade moderada; subida do brilho aparenta ser mais rápida que o decréscimo, mas existem casos nos quais tanto a subida quanto o decréscimo do brilho aparentam ter igual velocidade; amplitude de magnitude na faixa de meia magnitude; períodos variam de 8 a 10 horas. Pode-se ver exemplo da curva de luz desta subclasse no painel inferior da Figura 1.5.”

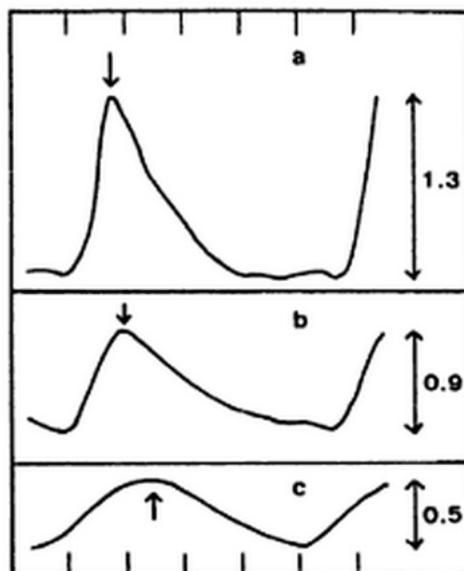


Figura 1.5: Curvas de luz indicando as diferenças entre cada Tipo Bailey. Figura extraída de Smith (2004)

Inicialmente Bailey baseou sua classificação através de estudos de estrelas exclusivamente de aglomerados. Entretanto, Pickering et al. (1901) demonstraram que as características das subclasses descritas por Bailey também poderiam ser encontradas em estrelas de campo.

Ainda hoje utiliza-se a classificação baseada nas curvas de luz das estrelas RR Lyrae, com uma pequena modificação nas subclasses descritas por Bailey: considerando-se as semelhanças entre as curvas de luz dos tipos a e b, as duas classes foram reunidas e são, hoje, conhecidas como estrelas tipo Bailey RRab (RRab daqui em diante), enquanto a terceira classe de Bailey permanece inalterada (RRc daqui em diante).

As diferenças entre as curvas de luz dos diferentes tipos Bailey estão relacionadas com a forma na qual cada subclasse pulsa. Enquanto estrelas RRab pulsam no modo fundamental, as estrelas RRC pulsam no primeiro harmônico (For et al., 2011). Com base na pulsação estelar, foi identificada, recentemente, uma terceira subclasse de pulsação das RR Lyrae, conhecida como RRd. Tal classe engloba objetos que pulsam tanto no período fundamental quanto no primeiro harmônico simultaneamente (Poleski, 2014).

Os alvos observacionais deste trabalho são estrelas RRab, (ver seção 2.1). As características específicas de tais objetos são: apresentam curvas de luz com amplitudes próximas a 1.3 magnitude, podendo chegar a 2 magnitudes, e períodos variando entre 0.5 – 0.9 dia (12 – 15 horas), características que podem ser vistas na Figura 1.6.

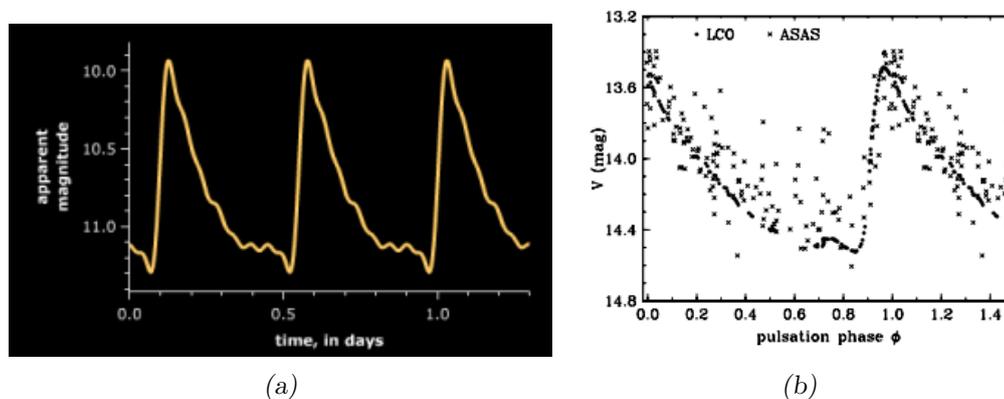


Figura 1.6: Curvas de luz de RR Lyrae de tipo Bailey RRab. Em (a) vemos uma curva de luz teórica de uma estrela RRab, enquanto que em (b) vemos uma curva de luz real. Figura extraída de Smith (2004).

1.3.2 Parâmetros Físicos e Diagrama HR

Os objetos classificados como RR Lyraes são estrelas gigantes de baixa massa, de tipos espectrais A-F, com períodos de pulsação radial entre 0.1 e 1.2 dia e variação de magnitude entre 0.2 – 2 mag na banda V. Esses objetos queimam hélio em seus núcleos e estão na região de instabilidade do ramo horizontal (Figura 1.7), pertencem a população velha da galáxia e têm baixas metalicidades. As principais características desse tipo estelar estão definidas na Tabela 1.3.

RR Lyrae são estrelas variáveis estáveis, o que significa que sua pulsação ocorre em torno de um ponto de equilíbrio. Entretanto, sendo uma estrela pulsante, seus parâmetros atmosféricos variam ao longo de um ciclo de pulsação. Münch e Rivera Terrazas (1946)

Tabela 1.3 - Parâmetros físicos das estrelas RR Lyrae. Tabela adaptada de Smith (2004)

Período	0.1-1.2 dia
$\langle M_V \rangle$	$+0.6 \pm 0.2$ (Estrelas pobres em metais)
$\langle T_e \rangle$	6100K – 7400K
$\langle \log g \rangle$	2.5-3.0
[Fe/H]	0.0 – -2.5
Massa	$\approx 0.7M_\odot$
Raio	$\approx 4 - 6R_\odot$

perceberam que a intensidade das linhas de hidrogênio e de linhas metálicas não correspondiam a uma única classe espectral. Em um estudo das linhas de H e Ca, Struve e Blaauw (1948) mostraram que existe uma variação da classe espectral dessas estrelas ao longo do ciclo de pulsação. Dessa forma, é necessário contextualizar os valores apresentados na Tabela 1.3.

A magnitude absoluta apresentada na Tabela 1.3 é resultado de determinações através de inúmeras estrelas RR Lyrae. Smith (2004) explica: “O valor médio $\langle M_V \rangle = +0.6 \pm 0.2$ advém das mais recentes determinações para RR Lyrae pobres em metais, geralmente no intervalo entre +0.4 e +0.8”. Também é importante ressaltar que, como estrelas RR Lyrae são estrelas primordialmente pertencentes ao halo e a aglomerados globulares, as magnitudes absolutas para RR Lyraes são calculadas através de métodos indiretos. Exemplos de métodos para determinação da magnitude são relações período-luminosidade, ajustes de sequência principal, modelos do ramo horizontal, método Baade-Wesselink, etc. Com uma medição direta da distância (paralaxe) poder-se-ia calibrar as magnitudes de forma mais confiável, o que atualmente não é possível para estrelas do halo e de aglomerados.

Mesmo através de métodos indiretos pôde-se determinar que as RR Lyrae apresentam magnitudes absolutas dentro de uma faixa bastante estreita, tornando-as ótimas velas padrão para estudos cinemáticos na Galáxia. Pertencendo a população velha, estudos cinemáticos das RR Lyraes podem, entre outros, ser utilizados para reproduzir a evolução cinemática da Galáxia.

A temperatura efetiva e a gravidade superficial apresentadas na Tabela 1.3 são obtidas, geralmente, através da aplicação de modelos atmosféricos em dados de fotometria ou espectros estelares. Contudo, as incertezas nas relações de cor-temperatura, utilizadas na criação de modelos atmosféricos a partir de dados fotométricos, são grandes, dada a

natureza pulsante destes objetos, e podem levar a incertezas de até $\approx 300 K$ nos limites apresentados na Tabela 1.3 (Smith, 2004). Também deve-se ressaltar que as estrelas RRc, de forma geral, são as RR Lyrae mais quentes. É possível encontrar estrelas RRab com temperaturas efetivas de $7400K$ em seu máximo. Mas, como regra geral, as RRc ocupam a parte mais quente do diagrama HR, enquanto as RRab são mais frias.

Com relação a abundância química, observa-se que estrelas RR Lyrae pertencentes ao disco apresentam metalicidades $[Fe/H] > -1.0$, enquanto RR Lyrae localizadas no halo Galáctico apresentam metalicidades $-1.0 > [Fe/H] > -2.5$, com um valor médio em torno de $[Fe/H] = -1.6$.

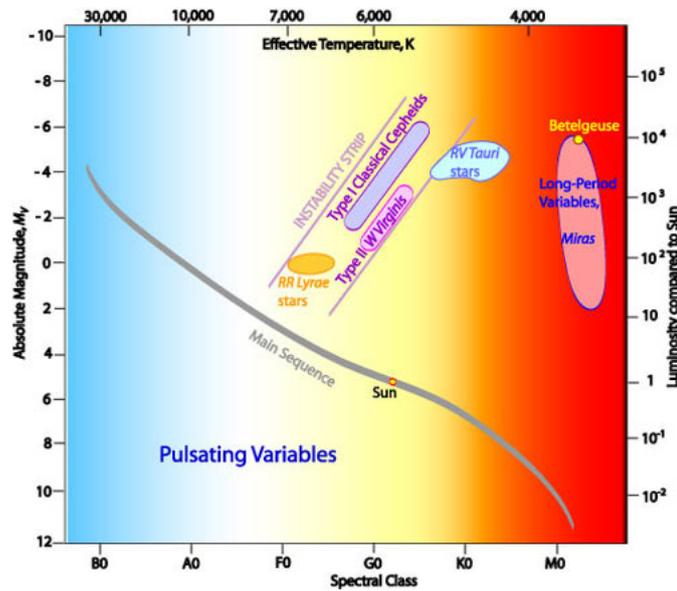


Figura 1.7: Esquema de diagrama HR e a posição de estrelas RR Lyrae. Figura extraída de http://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/variable_pulsating.html.

1.3.3 Efeito Blazhko

Como mencionado anteriormente, Shapley (1916) mostrou que a estrela RR Lyrae apresentava uma modulação no seu máximo de pulsação de aproximadamente 40 dias. Uma modulação de grande periodicidade também havia sido notada por Blažko (1907), estudando a estrela RW. Blažko percebeu que o período padrão dessa estrela não era suficiente para descrever sua variabilidade. Mas a adição um ciclo secundário com 41 dias de duração ao ciclo principal da estrela poderia explicar as observações. A presença desse período secundário em estrelas RR Lyrae ficou conhecida como efeito Blazhko.

A amostragem de estrelas com períodos secundários de pulsação aumentou consideravelmente após a identificação dos primeiros objetos mencionados acima. Dentre as estrelas com efeito Blazhko confirmado, conhecidas até o momento, o período Blazhko mais curto já reportado é de 10.9 dias para a estrela AH CAM (Smith, 2004). O período Blazhko mais longo é de 533 dias para a estrela RS Boo (Oosterhoff, 1946).

A fração de RR Lyrae com efeito Blazhko confirmado em aglomerados globulares, onde as RR Lyrae foram mais extensivamente estudadas, está por volta de 20%. Para as Grandes Nuvens de Magalhães o valor é de 10% (Welch et al., 2002). Já nos aglomerados globulares da Galáxia o valor sobe para 23% (Szeidl, 1988) e para o bojo galáctico tem-se 27% (Moskalik e Poretti, 2002).

Segundo o próprio Szeidl (1988), apenas $\approx 4\%$ das RR Lyrae de campo apresentam efeito Blazhko. Mas, deve-se ressaltar que poucas estrelas RR Lyrae de campo, identificadas no GCVS (General Catalogue of Variable Stars), receberam acompanhamento de velocidade radial ou fotométrico por tempo suficiente para revelar a presença de tal efeito, sugerindo que o valor de $\approx 4\%$ pode estar enviesado.

Também é importante ressaltar que, de acordo com Smith (2004), a fração de estrelas RRab com modulações Blazhko cresce com o decréscimo da metalicidade.

O efeito Blazhko, apesar de bem conhecido e bastante estudado, ainda não tem uma causa bem definida. Nenhuma das explicações apresentadas até o momento é considerada como uma resposta definitiva para o problema. Algumas das possíveis explicações para o efeito Blazhko (e suas referências) são:

1. Ressonância (9:2) entre o modo fundamental e um harmônico, que desestabiliza a pulsação no modo fundamental (Szabó et al., 2010; Buchler e Kolláth, 2011).
2. Consequência direta dos efeitos de fortalecimento e enfraquecimento de convecção turbulenta no envelope estelar (Stothers, 2006).
3. Ressonâncias envolvendo modos de pulsação não radiais (Ledoux (1951); Cox (1993)).
4. Divisão de modos radiais causada por efeitos não adiabáticos (Ledoux, 1963).
5. Efeitos de maré em sistemas binários (Fitch, 1967).
6. Efeitos de rotação (Preston, 1964).

7. Efeitos de ciclos magnéticos (Detre e Szeidl, 1973).

Como pode-se ver acima, do ponto de vista da evolução estelar, o efeito Blazhko é de extremo interesse pois está diretamente relacionado a teorias de pulsação estelar, magnetismo estelar, rotação estelar, etc. É interessante notar que existem dados observacionais suficientes para se testar qualquer teoria sobre o efeito Blazhko com seus respectivos modelos e, mesmo com vasta quantidade de dados e teorias, ainda não se chegou a um consenso.

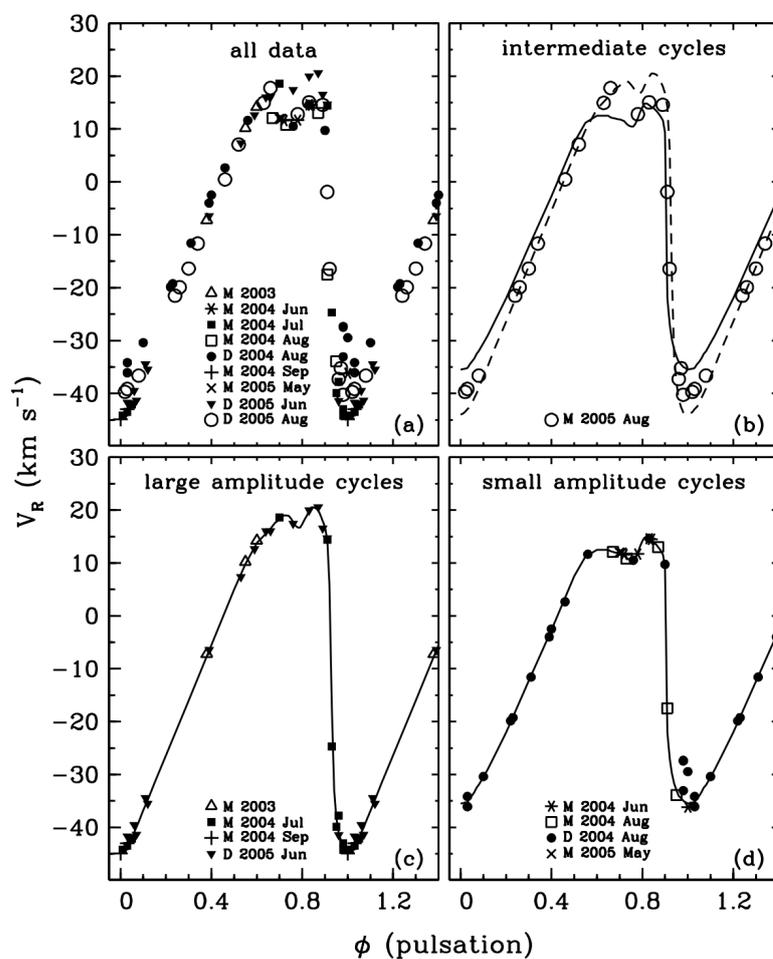


Figura 1.8: Curvas de luz da estrela TY Gruis, apresentando efeito Blazhko, (a) todos os dados, (b) ciclos de amplitude intermediária, (c) apresentam os ciclos de alta amplitude e (d) os ciclos de pequena amplitude. Figura extraída de Preston et al. (2006).

Do ponto de vista observacional, o efeito Blazhko pode impor dificuldades. A primeira dificuldade aparece no planejamento das observações de estrelas que apresentam esse efeito. Para a observação espectroscópica de uma estrela variável deve-se preparar a observação de

forma que a atmosfera estelar esteja suficientemente estática para a utilização dos modelos atmosféricos disponíveis. As datas de observação devem coincidir com os mínimos da largura a meia altura das linhas espectroscópicas (Kolenberg et al., 2010). Para estrelas sem efeito Blazhko, calcula-se a data de observação com base no período principal de pulsação da estrela. Para estrelas com efeito Blazhko confirmado também deve-se levar em consideração, quando possível, esta segunda periodicidade, para evitar efeitos de ondas de choque e outros efeitos de expansão estelar.

Para os casos nos quais não existem informações prévias sobre a existência de efeito Blazhko os resultados de análises espectroscópicas podem ser enviesados sem possibilidade de correção. Um exemplo é o cálculo de velocidades radiais para tentar comprovar a binaridade de um sistema estelar. Este caso pode ser notado no esforço contínuo de Preston et al. (2006), que se mostrou infrutífero, tentando demonstrar binaridade da estrela TY Gruis, como forma de adequar a quantidade de carbono na atmosfera estelar a casos de acreção de uma companheira que tenha passado pela fase AGB. Como resultado de contínuas observações não foi possível diferenciar uma possível estrela companheira do conhecido efeito Blazhko de TY Gruis.

Na Figura 1.8 pode-se ver as curvas de luz da estrela TY Gruis, apresentadas em Preston et al. (2006). Em (a) pode-se ver claramente que, apesar de existir sobreposição de dados, as amplitudes das curvas de luz em diferentes datas de observação são diferentes.

1.3.4 Dualidade Oosterhoff

Após o trabalho de Bailey, o interesse nas RR Lyraes foi despertado e essa classe de estrelas passou a ser bastante estudada. Então, Oosterhoff (1939) percebeu a existência de uma dualidade nas propriedades das RR Lyrae em uma amostra de cinco aglomerados. Dos cinco aglomerados, três apresentavam estrelas RRab com período médio próximo a 0.64 dia, com uma fração de RRab por volta de 60% entre todas as RR Lyrae nesses aglomerados, enquanto que nos dois aglomerados restantes o período médio das RRab estava por volta de 0.55 dia, com uma fração de RRab superior a 80%. Ele também notou que os períodos médios das estrelas RRc destes grupos também diferiam.

Estudos feitos com uma amostra maior de aglomerados (Oosterhoff, 1944; Sawyer, 1944) confirmaram a dualidade na distribuição das frações de RR Lyraes e seus períodos médios. Os aglomerados cujas estrelas RRab apresentam período médio de ≈ 0.64 dia e fração de

RRab aproximada de 60% ficaram conhecidos como classe, ou grupo, Oosterhoff II(Oo II). Por outro lado aglomerados com estrelas RRab de período médio de ≈ 0.55 dia e fração de estrelas RRab da ordem de 80% são classificados como grupo Oosterhoff I(Oo I).

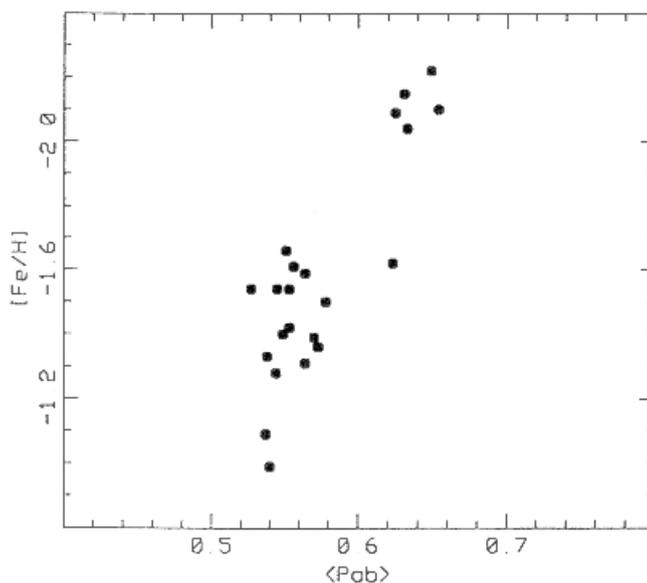


Figura 1.9: $[Fe/H]$ vs $\langle P_{ab} \rangle$ para aglomerados globulares. Pela imagem fica clara a separação em dois grupos distintos. Figura extraída de Smith (2004). Dados extraídos do trabalho de Sandage (1982).

Arp (1955) também notou que as linhas metálicas nos espectros dos aglomerados classificados como Oo II eram menos pronunciadas. Este ponto foi confirmado por Kinman (1959). Com o aparecimento de espectros com melhor resolução tornou-se claro que aglomerados classificados como Oo II são mais pobres em metais que aglomerados Oo I, conforme pode ser visto na Figura 1.9. Para checar esse efeito pode-se graficar as estrelas RR Lyrae de aglomerados, individualmente, como feito na Figura 1.10. Pode-se ver nessa figura como as estrelas RRab de aglomerados se comportam, individualmente, em relação à metalicidade. Existem grupos de metalicidade bem definidos, com estrelas cujos períodos variam por toda a extensão de períodos esperados para estrelas RRab, mas que apresentam uma concentração em ≈ 0.64 dia para os grupos mais pobres em metais (estrelas de aglomerados Oo II), e concentrações em períodos ≈ 0.55 dia para grupos mais ricos em metais (estrelas de aglomerados Oo I). Nota-se na Figura 1.10 que existe um patamar de metalicidade, $-2.5 < [Fe/H] < -2.2$, onde não se encontram dados de estrelas RR Lyrae.

Outro efeito aparente da dualidade Oosterhoff é uma separação dos aglomerados no diagrama A_b vs $\log P$, onde A_b representa a amplitude de pulsação das estrelas, como

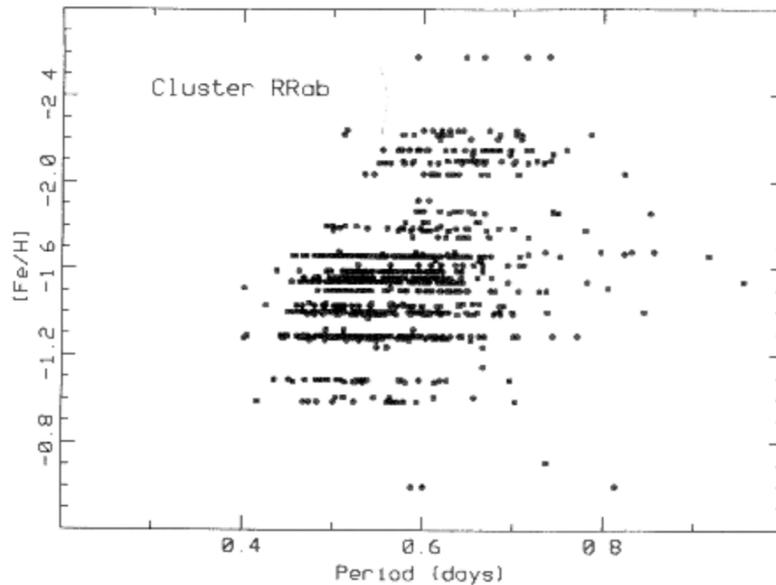


Figura 1.10: $[Fe/H]$ vs P para estrelas RRab em aglomerados globulares. Figura extraída de Smith (2004).

representado na Figura 1.11. Esse comportamento pode ser utilizado para classificar as estrelas dentro de uma das classes Oosterhoff. A classificação é feita pela proximidade das estrelas com curvas teóricas representando a relação A_b vs $\log P$ (Cacciari et al., 2005).

É importante notar que tais efeitos também foram encontrados em estrelas de campo (Sandage, 1982; Kemper, 1982; Lub, 1987).

Para tentar explicar a existência da dualidade Oosterhoff, Sandage et al. (1981) consideraram o aumento da luminosidade com o decréscimo da metalicidade, com consequentes diferenças nos períodos de pulsação estelar. Sandage (1993), por outro lado, considerou tanto mudanças na luminosidade quanto na temperatura para explicar as variações em $\log P$. Já van Albada e Baker (1973), sugeriram que a evolução das estrelas no ramo horizontal poderia explicar tais efeitos. Estrelas evoluindo a partir do lado azul, dentro da região de instabilidade do ramo horizontal, têm características do grupo Oo II, enquanto estrelas evoluindo a partir do lado vermelho têm características do grupo Oo I. Suporte teórico para essa hipótese veio com os trabalhos de Stellingwerf (1975).

Apesar de todos os esforços, não existe uma teoria capaz de explicar, sozinha, todos os efeitos e propriedades observadas da dualidade Oosterhoff. Uma discussão mais aprofundada sobre o assunto pode ser encontrada em Smith (2004).

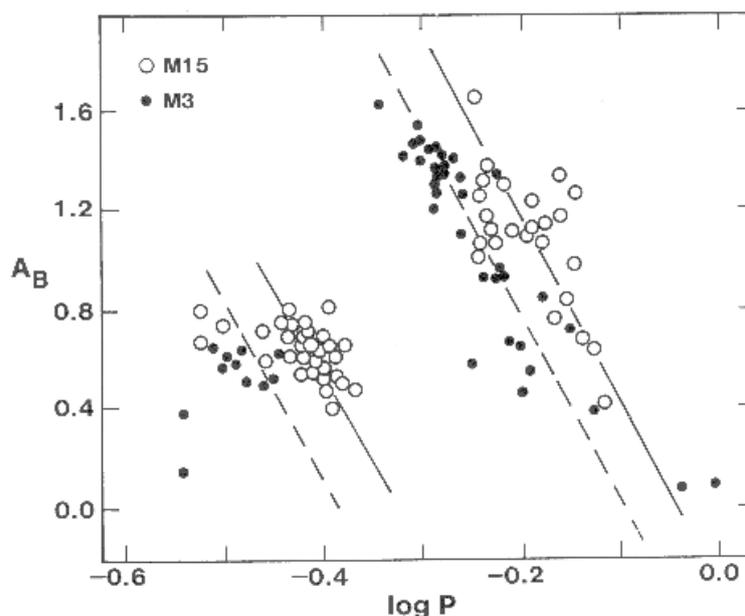


Figura 1.11: Relação A_b vs $\log P$ para estrelas dos aglomerados M3 e M15. Figura extraída de Smith (2004).

1.4 CEMP RR Lyrae

Como mencionado na seção 1.2.2, estrelas CEMP representam uma grande fração das estrelas pobres em metais. Entretanto, dentre as estrelas RR Lyrae, que estão na região de baixa metalicidade ($0.0 \geq [Fe/H] \geq -2.5$), poucas estrelas enriquecidas em carbono foram identificadas.

Preston et al. (2006) foram os primeiros a identificar uma estrela RR Lyrae com características CEMP. Ao analisarem o espectro da estrela TY Gruis ($[Fe/H] = -2.0$), perceberam que a banda G do CH nessa estrela é bastante pronunciada. Com o uso de espectros sintéticos, foram capazes de determinar a carbonicidade da estrela como sendo $[C/Fe] = +0.9$, o que a classifica como estrela CEMP. Analisando outros elementos químicos, os autores também calcularam as razões $[Ba/Fe] = +1.23$ e $[Ba/Eu] = +0.54$. A estrela TY Gruis foi, então, classificada como CEMP-s.

Em seguida, Kinman et al. (2012) apontaram a existência de uma segunda CEMP RR Lyrae, a estrela SDSS J1707+58 ($[Fe/H] = -2.92$). Essa estrela apresenta carbonicidade ainda mais elevada, $[C/Fe] = +2.79$, e abundância de bário $[Ba/Fe] = +2.83$. Em seu trabalho, Kinman et al. (2012) não analisaram o elemento Eu. Entretanto, dada a elevada quantidade de Ba na estrela, a estrela pôde ser classificada como CEMP-s.

Com duas estrelas CEMP RR Lyrae identificadas, Stancliffe et al. (2013) propuseram um modelo para o enriquecimento em carbono nessas estrelas. O modelo baseia-se em transferência de massa de uma companheira que passou pela fase AGB, como proposto para estrelas CEMP-s. Assim, o modelo utiliza medidas de abundância de elementos ‘s’ para realizar as previsões de massa acreta e massa da companheira, e foi capaz de reproduzir as abundâncias químicas tanto de Ty Gruis quanto de SDSS J1707+58. Para Ty Gruis os autores sugerem uma acreção de $0.1M_{\odot}$ de uma companheira com $1M_{\odot}$, enquanto para SDSS J1707+58 sugerem acreção de $0.1M_{\odot}$ de uma companheira com $2M_{\odot}$, com a ressalva de que a estrela companheira pode ter passado por enriquecimento em elementos de processo ‘s’ não padrão, resultando no alto valor de abundância do bário encontrado na estrela.

Por outro lado, tanto Ty Gruis quanto SDSS J1707+58 não têm binaridade confirmada. Como mencionado anteriormente, Preston et al. (2006) não foram capazes de confirmar a binaridade de TY Gruis devido ao efeito Blazhko. Kinman et al. (2012) também não comprovaram binaridade da estrela SDSS J1707+58. Logo, apesar das abundâncias químicas dessas estrelas estarem de acordo com transferência de massa de uma companheira que passou pela fase AGB, até o momento não foi possível comprovar a afirmação.

Dando prosseguimento a busca por estrelas CEMP RR Lyrae, Kennedy et al. (2014) identificaram sete novas estrelas, a partir de uma lista de possíveis candidatas publicada em Kinman et al. (2012). Embora Kennedy et al. (2014) não tenham determinado as abundâncias de Ba ou Eu, a abundância de carbono foi comparada ao modelo de Stancliffe et al. (2013), mostrando-se condizente com as previsões de abundância do modelo de transferência de massa.

É importante ressaltar que, tanto as sete estrelas identificadas em Kennedy et al. (2014) quanto TY Gruis e SDSS J1707+58 são estrelas RRab.

1.5 *Este Trabalho*

Estrelas RR Lyraes são velhas e pobres em metais, têm magnitude absoluta bem definida e, portanto, são boas traçadoras de distância (ver Tabela 1.3). São brilhantes o suficiente para serem detectadas a grandes distâncias e, por pertencerem ao ramo horizontal, não estão passando por nenhum processo convectivo de mistura. São, portanto,

excelentes objetos para se estudar as propriedades químicas e dinâmicas da população velha da Galáxia (Kinman et al., 2007; Bernard et al., 2008; Keller et al., 2008; Morrison et al., 2009; Akhter et al., 2012).

Estrelas CEMP, por sua vez, são reconhecidamente grande fração da população de estrelas pobres em metais e estão sendo utilizadas em estudos que buscam compreender a formação da Galáxia, bem como a evolução química do universo.

Assim, uma busca contínua pela identificação de estrelas CEMP RR Lyrae ajudará a conhecer melhor a evolução química e dinâmica da Galáxia, além de permitir estudar o processo responsável pelo enriquecimento de carbono em estrelas reconhecidamente velhas. Com uma amostra grande o suficiente também pode-se estudar a influência do carbono na pulsação estelar, através da classificação Oosterhoff, ou com modelos de evolução estelar.

Considerando a importância de estrelas RR Lyrae e da classe de estrelas enriquecidas em carbono e pobres em metais, espera-se, neste trabalho, determinar se uma amostra de possíveis candidatas a estrelas CEMP RR Lyrae podem ser classificadas como tal. O objetivo final é aumentar a amostra de estrelas CEMP RR Lyrae, esperando ajudar nos diferentes estudos relacionados acima.

No capítulo 2 apresenta-se a seleção dos alvos observacionais, suas observações e determinação de parâmetros atmosféricos. No capítulo 3, descreve-se a determinação da abundância de carbono através de síntese espectral, seguida da análise da relação da carbonicidade com a metalicidade. Também apresenta-se uma classificação das estrelas CEMP RR Lyraes dentro das classes Oosterhoff, para uma análise qualitativa de uma possível influência do carbono nas características das estrelas. No capítulo 4 são apresentadas as conclusões e perspectivas futuras.

Base de dados

2.1 Alvos Observacionais

A segunda estrela CEMP RR Lyrae conhecida foi identificada por Kinman et al. (2012). Esses autores fizeram uma revisão da abundância química da estrela SDSS J1707+58, após terem-na identificado como RR Lyrae (RRab), e obtiveram uma abundância de carbono de $[C/Fe] = +2.79$. Dentre os elementos revistos estava o bário, cuja abundância derivada ($[Ba/Fe] = +2.83$) demonstrou que se trata de uma estrela CEMP-s (estrela pobre em metais, rica em carbono e com excesso de elementos produzidos através do processo-s, vide seção 1.2). Os autores argumentaram que o excesso de elementos formados por processo-s é devido à transferência de massa de uma companheira AGB.

Para uma análise das características de estrelas CEMP RR Lyrae em relação a outras estrelas RR Lyrae, mais precisamente estrelas RR Lyrae de aglomerados globulares, Kinman et al. (2012) acrescentaram os dados da estrela TY Gruis (Preston et al., 2006), única CEMP RR Lyrae conhecida até então (e também classificada como CEMP-s e RRab), para uma análise das características Oosterhoff dessas estrelas. A estrela SDSS J1707-58 foi classificada como pertencente à classe Oosterhoff II, enquanto que TY Gruis apresentou uma classificação ambígua, devido a presença confirmada de efeito Blazhko. Através de análise cinemática demonstraram que são objetos de campo, pertencentes ao halo interno da Galáxia. Com duas estrelas CEMP RR Lyrae identificadas, os autores reconheceram a importância desses objetos para o estudo da evolução química e dinâmica da população velha da galáxia. Com o propósito de estudar estes objetos, a partir do HES, realizaram uma pesquisa de possíveis candidatas, utilizando os valores da razão $[C/Fe]$ e de metalicidades aproximadas. Os autores cruzaram estes dados, procurando por estrelas RR Lyrae de

Tabela 2.1 - Alvos observacionais, selecionados de Kinman et al. (2012).

Estrelas	RA(hh:mm:ss)	DEC(hh:mm:ss)	V (Aparente)	P	[C/Fe]
VX Scl*	01:35:23.664	-35:07:42.6	12.00	0.64	+1.8
BE Eri*	04:38:03.48	-01:59:44.88	13.04	0.58	+2.4
LM Leo	11:31:49.728	-02:14:25.8	15.51	0.68	+3.5
LO Leo	11:35:22.752	-00:53:42.72	15.47	0.61	+1.1
v370 Vir	12:06:04.128	-02:12:57.24	15.23	0.70	+1.7
v408 Vir	12:40:03.528	-00:04:09.48	16.99	0.59	+0.7
1245-04	12:45:03.048	-04:19:10.92	16.10	0.75	+2.4
ZZ Vir	13:23:38.64	-04:21:42.12	14.27	0.68	+0.9
WY Vir	13:35:16.152	-06:58:22.8	13.44	0.61	+3.9
1453-11	14:53:58.728	-11:53:50.28	15.61	0.75	+4.5
1529-05	15:29:53.136	-05:51:26.28	15.74	0.73	+2.2
2212-16	22:12:11.328	-16:34:46.92	16.27	0.70	+3.4

*estrelas não observadas

períodos superiores a 0.57 dia com o levantamento QUEST RR Lyrae (Vivas et al., 2004), levantamento LONEOS RR Lyrae (Miceli et al., 2008) e com o levantamento de RR Lyrae feito por Wils et al. (2006), além de acrescentarem RR Lyrae pobres em metais listadas por Layden (1994).

Com esse esforço foram encontradas 16 candidatas a CEMP RR Lyrae, listadas em Kinman et al. (2012). Todas as candidatas apresentadas foram classificadas como estrelas RRab. Dessas, 10 foram inicialmente classificadas como pertencentes ao grupo Oosterhoff II (menor metalicidade). Os autores ressaltaram a importância de um acompanhamento espectroscópico, em resolução mais alta que a apresentada no levantamento de Christlieb et al. (2008), para confirmar suas classificações como CEMP RR Lyrae.

Neste trabalho considerou-se os alvos mais promissores a serem classificados como CEMP RR Lyrae, a partir da amostra de Kinman et al. (2012). Considerando somente as estrelas que já se encaixavam na descrição de estrelas CEMP ($[C/Fe] \geq +0.7$), a amostra foi reduzida para um total de 12 estrelas. Os alvos observacionais, com dados de magnitude aparente (V), carbonicidade ($[C/Fe]$) e período de pulsação (P) retirados de Kinman et al. (2012), são apresentados na Tabela 2.1.

2.2 Observação e Redução dos dados

2.2.1 Observação

Para melhor utilização de dados espectroscópicos é necessário observar estrelas variáveis em sua fase mais estável, uma vez que modelos atmosféricos capazes de levar em consideração as pulsações estelares ainda não estão disponíveis. Isso se traduz via observação em fases específicas de seus ciclos de pulsação. De acordo com Kolenberg et al. (2010), as fases mais adequadas estão entre 0.2 e 0.4 do período de pulsação, onde as larguras a meia altura das linhas são menos afetadas pelos efeitos de contração e expansão da atmosfera estelar.

Logo, é necessário saber a fase de uma dada estrela no horário em que se pretende observá-la, para assegurar que a observação seja realizada em uma fase apropriada da sua pulsação. Para tanto, utiliza-se a seguinte expressão:

$$F = \frac{Obs_date - epoch}{P}, \quad (2.1)$$

onde F é a fase da estrela no momento de interesse (em dias Julianos), obs_date é a data (em dias Julianos), da observação, $epoch$ é a data do último máximo medido (em dias Julianos) e P é o período de pulsação da estrela (em dias).

As observações espectroscópicas foram realizadas com o espectrógrafo GOODMAN, no telescópio de 4 metros SOAR, em Cerro Pachón, com a seguinte configuração: fenda de 1.35" de largura, rede de difração de 600 *linhas/mm* para o azul, sem a utilização de nenhum filtro. Essa configuração compreende a faixa de comprimento de onda de 3500-6000 Å, com resolução $R \approx 2800$ em 5000Å. O tempo de exposição foi de 1800 segundos para todos os alvos, para obtenção de um espectro com $S/N \approx 50$ em uma única exposição. Considerou-se também que tal tempo de exposição é adequado para estrelas com período de variabilidade próximo a 0.7 dia pois, durante este intervalo, a atmosfera estelar está relativamente estática, não apresentando uma grande variação em seus parâmetros atmosféricos.

Antes de iniciar as observações dos objetos científicos foram feitas 10 exposições de 0 segundos para obter os espectros para correção de BIAS e 10 exposições de 3 segundos para correção de Flat Field. Em seguida, os objetos de estudos foram observados com exposições de 1800 segundos cada. Imediatamente após cada exposição, com o espectrógrafo nas

mesmas configurações, foram feitas exposições da lâmpada de HgAr, 3 segundos, e da lâmpada de Cu, 120 segundos, para calibração em comprimento de onda dos espectros.

2.2.2 Redução de dados

A redução dos dados foi feita utilizando-se as rotinas padrão do pacote de redução de dados espectrofotométricos IRAF¹. Primeiramente todos os espectros (de ciência, lâmpadas de calibração e flat fields) passaram pela rotina de correção de BIAS e TRIM. Em seguida foi feita a normalização dos flats e aplicada aos objetos de ciência e as lâmpadas de calibração. logo após, realizou-se a extração dos espectros de ciência e, a partir destes, como referência, foram extraídos os espectros das lâmpadas de calibração. Um dos espectros foi, então, calibrado em comprimento de onda, utilizando os espectros das lâmpadas como referência. Tal espectro calibrado em comprimento de onda foi utilizado como padrão de calibração e todos os outros espectros foram calibrados em comprimento de onda a partir dele como referência. A escolha de qual espectro seria utilizado para a primeira calibração foi feita após análise visual dos espectros das lâmpadas, de forma a utilizar o espectro cujas linhas das lâmpadas associadas estavam mais facilmente reconhecíveis. Os espectros calibrados em comprimento de onda foram, em seguida, normalizados para análise de abundância e estão exemplificados na Figura 2.1.

2.3 Parâmetros Atmosféricos

Para obter os parâmetros atmosféricos da amostra de estrelas foi utilizado o pipeline n-SSPP (Placco et al., 2011, 2013, 2014; Beers et al., 2014), uma modificação do SEGUE Stellar Parameter Pipeline, SSPP (Lee et al., 2008; Allende Prieto et al., 2008; Smolinski et al., 2011).

As informações de entrada requeridas pelo n-SSPP são: espectros não SDSS de resolução moderada, magnitudes desavermelhadas V_0 , $(B - V)_0$, $(U - B)_0$, J_0 , $(J - K)_0$, erros de cada magnitude, avermelhamento extraído dos mapas de extinção de Schlegel et al. (1998), ascensão reta e declinação, latitude e longitude galácticas e, se possível, velocidade radial da estrela. O n-SSPP utiliza uma série de espectros sintéticos e minimização de χ^2 para, através de uma média dos melhores resultados, fornecer valores da temperatura

¹ <http://www.iraf.net/>

efetiva T_{eff} , logaritmo da gravidade superficial $logg$ e metalicidade $[Fe/H]$. É importante destacar que, mesmo que não existam informações de cores disponíveis, o pipeline é capaz de criar espectros sintéticos e fornecer valores dos parâmetros atmosféricos. Os valores a serem adotados devem ser escolhidos visualmente a partir do melhor ajuste de espectro sintético ao espectro observacional, levando-se em consideração as informações de entrada disponíveis. Resultados baseados em valores de entrada não confiáveis mostram-se, muitas vezes, piores do que resultados baseados em espectros sintéticos sem informações prévias de cores. Dessa forma, deve-se decidir o resultado baseando-se também na confiabilidade da fonte das informações de entrada. Para os espectros, cujos dados de entrada são confiáveis, deve-se ter o cuidado de escolher os parâmetros para os quais a diferença entre as cores do espectro sintético e as cores dadas sejam as menores possíveis. Um exemplo dos resultados obtidos pelo n-SSPP é dado na Figura 2.2. Adotou-se as incertezas sistemáticas de $150 K$, $0.5 dex$ e $0.3 dex$ para T_{eff} , $logg$ e $[Fe/H]$, respectivamente.

Além do cálculo dos parâmetros atmosféricos, foi necessário calcular o intervalo da fase de pulsação das estrelas no qual os espectros foram observados, através da relação 2.1. Também estimou-se o S/N de cada um dos espectros na região com mais contagens, através do pacote IRAF. Na Tabela 2.2 são apresentados os parâmetros atmosféricos, fases e S/N derivados para cada uma das estrelas do programa.

Tabela 2.2 - Parâmetros atmosféricos e fase observada das estrelas do programa.

Estrela	T_{eff} (K)	log g	[Fe/H]	Fase	S/N
LM Leo	7170	2.88	-2.41	0.339-0.370	65
LO Leo	6239	1.33	-1.93	0.332-0.367	35
v370 Vir	6401	2.54	-2.06	0.222-0.252	60
v408 Vir	7269	2.74	-1.32	0.583-0.619	27
1245-04	6258	1.91	-1.68	0.491-0.519	28
ZZ Vir	6240	1.75	-2.37	0.189-0.219	65
WY Vir	6679	3.61	-2.39	0.270-0.304	80
1453-11	6172	2.04	-2.34	0.313-0.341	52
1529-05	5638	4.19	-0.72	0.612-0.640	12
2212-16	6453	2.16	-2.8	0.266-0.296	52

Após o cálculo dos parâmetros atmosféricos, a estrela identificada como 1529-05 foi retirada das análises posteriores porque os parâmetros calculados não são condizentes com

estrelas RR Lyrae. A gravidade superficial e a metalicidade calculadas são superiores ao esperado para os alvos.

A estrela v408-Vir também foi excluída de análises subsequentes dada a fase em que foi observada, 0.583-0.619. Nesse intervalo, nota-se uma subida abrupta no valor da FWHM das linhas espectroscópicas, provavelmente devida a ondas de choque presentes na atmosfera estelar (ver Figura 4, de Kolenberg et al., 2010). Os espectros das estrelas consideradas neste trabalho podem ser vistos em sua totalidade na Figura 2.1.

Com os espectros reduzidos e normalizados e os parâmetros atmosféricos determinados, pôde-se iniciar a estimativa da abundância de carbono para as 8 estrelas remanescentes da amostra, através de síntese espectral.

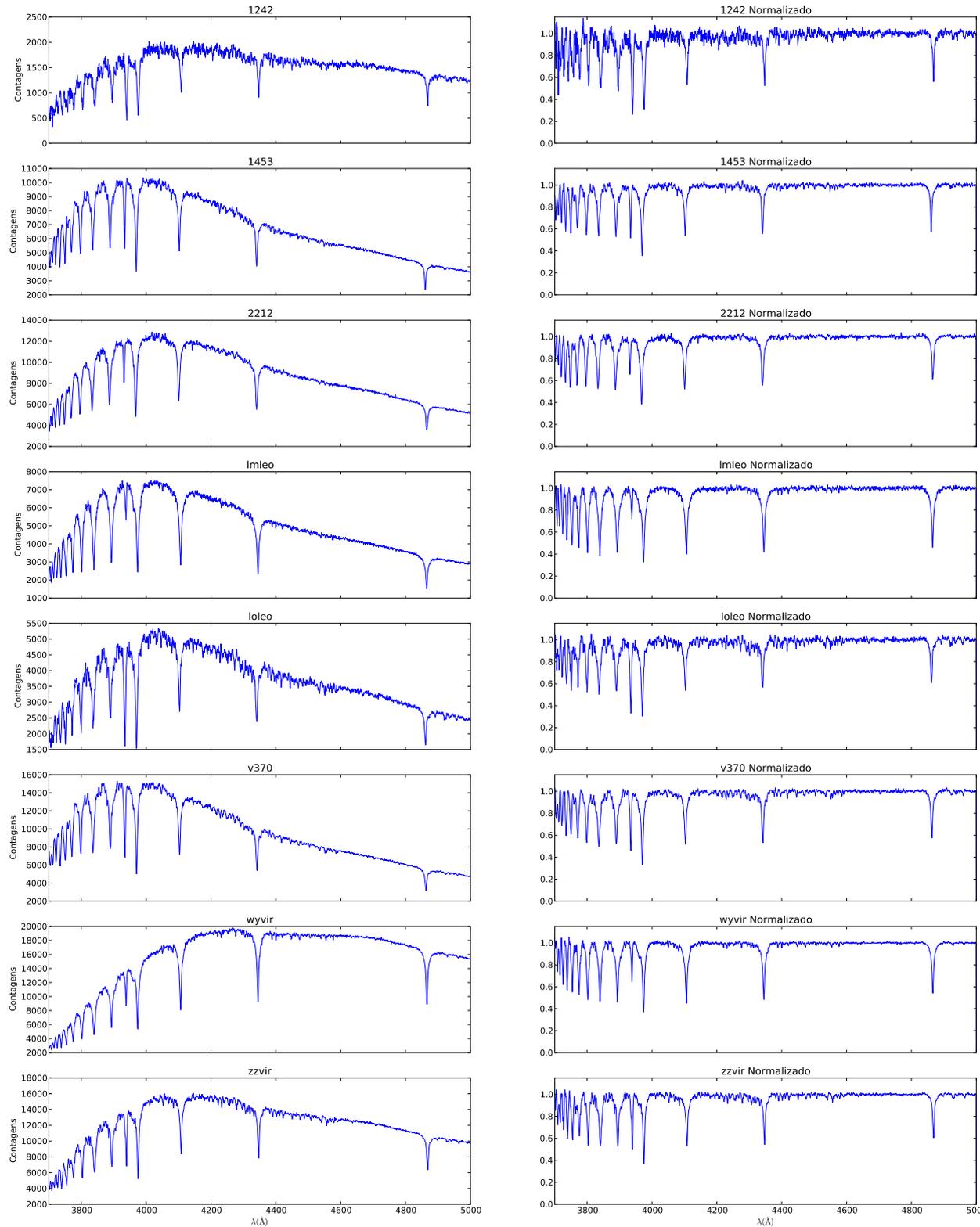


Figura 2.1: Espectros observados calibrados em comprimento de onda e normalizados.

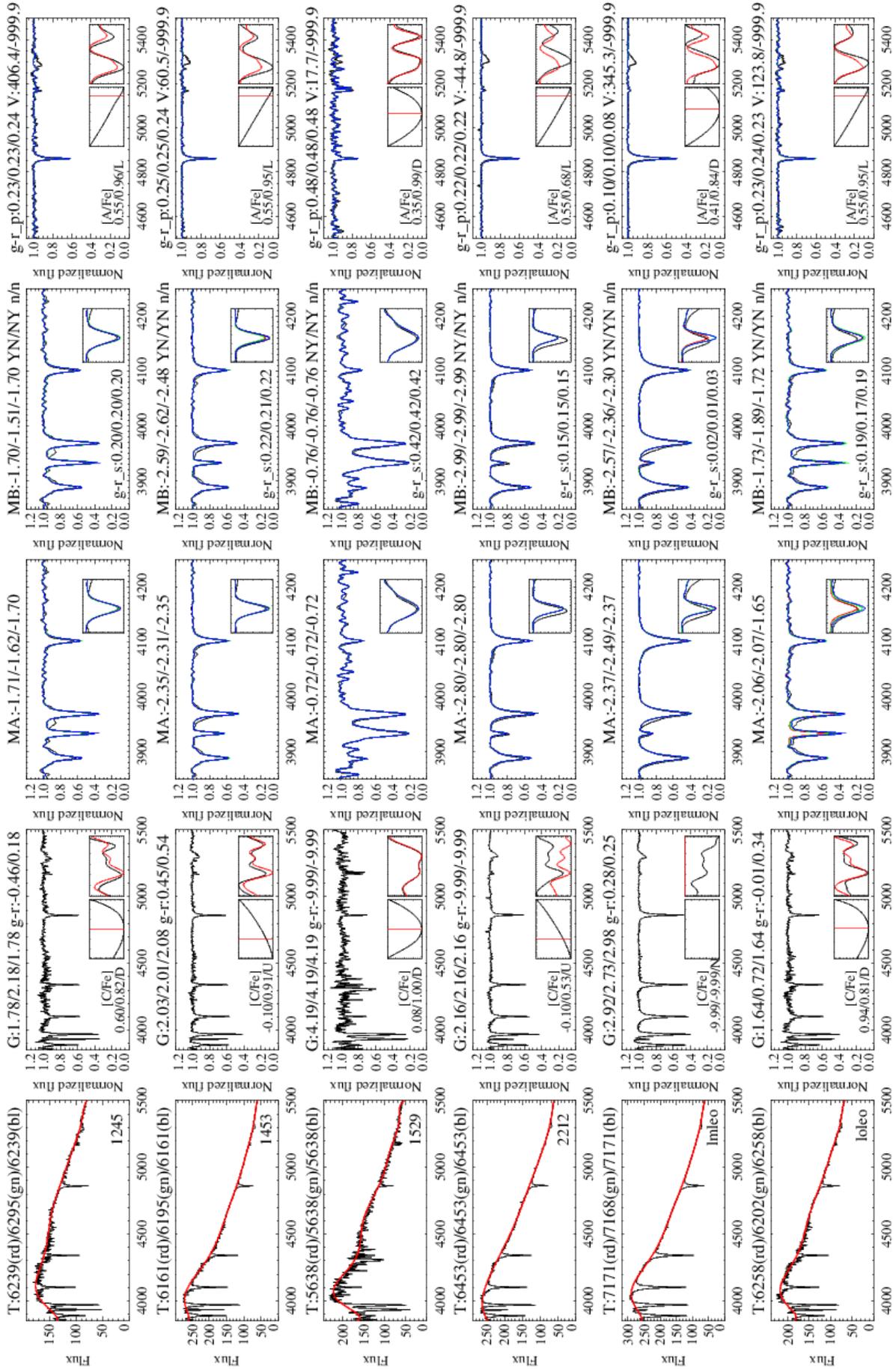


Figura 2.2: Saída do pipeline n-SPP.

Análise dos dados

3.1 *Síntese espectral*

Chama-se de síntese espectral a criação de um espectro estelar por meio de métodos computacionais. O método da síntese espectral pode ser utilizado em vários casos, mas é especialmente eficiente quando os parâmetros atmosféricos da estrela que se quer sintetizar são conhecidos.

Para a utilização deste método cria-se um modelo atmosférico e uma lista contendo as linhas espectrais conhecidas em um intervalo de comprimento de onda, além de ser possível acrescentar abundâncias químicas conhecidas ou esperadas. A técnica consiste em uma série de tentativas e erros, nos quais as abundâncias e parâmetros de alargamento das linhas são continuamente recalculados e, usualmente, o valor do alargamento Doppler é ajustado arbitrariamente até que o espectro sintético reproduza o espectro observado.

A utilização do método de sínteses espectrais para cálculos de abundância é recorrente em espectros com resolução e razão S/N similares aos apresentados neste trabalho porque permite que os dados observacionais sejam comparados de forma clara aos espectros sintéticos, enquanto que a utilização de métodos como cálculo da largura equivalente podem ser menos confiáveis. Reproduzindo sinteticamente o espectro das estrelas deste trabalho pode-se, através de um processo de tentativa e erro, refinar os espectros sintéticos até o ponto em que reproduzem fielmente uma região de interesse, sejam os espectros observacionais de alta ou baixa resolução, e obter a abundância de um dado elemento químico.

Para a criação de espectros sintéticos foi utilizado o software de análise espectral MOOG (Snedden, 1973). O software em questão supõe equilíbrio termodinâmico local (LTE) para

fazer a análise das linhas estelares e inclui mecanismos de alargamento das linhas por efeito Doppler e amortecimento van der Waals. Para os cálculos de abundância o software utiliza como referência os valores solares de Asplund et al. (2009).

3.1.1 Lista de Linhas

Para a realização das sínteses espectrais foi necessária a construção de uma lista de linhas que cobrisse a região espectral de interesse (banda G da molécula CH) e que respondessem bem a uma análise em média resolução.

A lista de linhas utilizada na síntese espectral foi criada através de um programa em Fortran, cedido por Chris Sneden, que interpola dados de linhas conhecidas, de diversas fontes (comprimento de onda, identificação do átomo ou molécula da transição no dado comprimento de onda, potencial de excitação, fator de Gaunt e, caso disponíveis, amortecimento de van der Waals, além de permitir o acréscimo da largura equivalente das linhas, quando previamente calculadas) entre os limites de comprimento de onda desejados, adiciona linhas moleculares, desde que solicitado pelo usuário, bem como elementos do pico do ferro e moléculas do carbono e do hidrogênio, também quando solicitado pelo usuário.

À lista de linhas interpoladas foi aplicada a função WeedOut do software MOOG (Sneden, 1973). Nesta função, o software limpa a lista utilizando os valores de probabilidade de cada transição. O usuário escolhe um valor de probabilidade mínimo para o software, que irá retornar duas listas de linhas, uma com as linhas cujas probabilidades de transição são maiores que o valor passado pelo usuário (linhas mantidas) e uma cujas probabilidades são inferiores (linhas retiradas). Neste trabalho, todas as linhas cujas probabilidades de transição são inferiores a 10^{-4} foram retiradas da lista final. Este valor foi definido através de testes com diversas listas, ao se comparar os espectros sintéticos aos espectros observados. Listas que mantivessem linhas com probabilidades de transição inferiores à mencionada acima geravam espectros sintéticos com linhas não visíveis nos espectros observados, enquanto que linhas com valores de probabilidade de transição superiores a 10^{-4} cortavam dos espectros sintéticos linhas visíveis nos espectros observados.

Inicialmente foram geradas duas listas de linhas, com diferentes intervalos de comprimento de onda. Uma primeira lista englobava todo o espectro observacional (3700Å à 5000Å), enquanto a segunda considerava um intervalo reduzido, entre 4250Å e 4350Å. Para determinar qual das listas seria utilizada para o cálculo da abundância do carbono

foram feitas sínteses espectrais com as duas listas. Ficou evidente que os resultados finais dos valores de $[C/Fe]$ para ambas as listas eram os mesmos. Assim, para a análise final, a lista com intervalo reduzido, entre 4250\AA e 4350\AA , contendo um total de 6145 linhas, foi mantida.

Além da lista de linhas principais também foi necessária a criação de uma lista contendo exclusivamente as linhas mais fortes, ou seja, as de maiores probabilidades de transição. Para o intervalo entre 4250\AA e 4350\AA só foi necessário acrescentar uma linha: a transição H_γ em 4340.462\AA .

3.1.2 Modelos atmosféricos

Os modelos utilizados consideram atmosferas plano-paralelas e unidimensionais. Todos foram interpolados a partir da grade ATLAS9 de Castelli e Kurucz (2004). As abundâncias de referência são as abundâncias solares de Asplund et al. (2009).

Como os espectros observacionais deste trabalho foram obtidos em média resolução, e considerando que as estrelas analisadas são estrelas variáveis, espera-se não haver influência significativa da velocidade de microturbulência nos espectros. Assim, na interpolação dos modelos principais (valores em negrito na Tabela 3.1) foi utilizado um valor fixo de 2 km/s .

No total foram interpolados 9 modelos por estrela analisada, apresentados na Tabela 3.1, sendo um modelo principal utilizado para a análise (valores em negrito), 6 modelos para análise das incertezas sistemáticas associadas à medida de cada parâmetro atmosférico (seção 2.3) e 2 modelos para análise da influência da velocidade de microturbulência adotada. Foram interpolados um total de 72 modelos atmosféricos.

3.1.3 Síntese Espectral

Três espectros sintéticos foram gerados para cada um dos modelos atmosféricos da Tabela 3.1, utilizando as listas de linhas descritas na seção 3.1.1, no intervalo de comprimento de onda entre 4250 \AA e 4350 \AA .

As sínteses foram realizadas com o software de análise espectral MOOG (Snedden, 1973). As informações necessárias de entrada do software são: modelo atmosférico, lista de linhas, lista de linhas fortes e espectro observado normalizado. Deve-se especificar a região na qual a síntese deve ser realizada e os limites do gráfico apresentado para a análise do espectro e das sínteses. Para a análise da abundância do carbono, através da banda em 4300 \AA ,

Tabela 3.1 - Parâmetros dos modelos atmosféricos gerados para as estrelas deste trabalho.

Estrela	T_{eff} (K)	$logg$ (dex)	$[Fe/H]$ (dex)	ξ (km/s)	Estrela	$T_{eff}(K)$ (K)	$logg$ (dex)	$[Fe/H]$ (dex)	ξ (km/s)
LM Leo	7170	2.88	-2.41	2.0	ZZ Vir	6240	1.75	-2.37	2.0
	7020	2.88	-2.41	2.0		6390	1.75	-2.37	2.0
	7320	2.88	-2.41	2.0		6190	1.75	-2.37	2.0
	7170	2.38	-2.41	2.0		6240	1.25	-2.37	2.0
	7170	3.38	-2.41	2.0		6240	2.25	-2.37	2.0
	7170	2.88	-2.71	2.0		6240	1.75	-2.67	2.0
	7170	2.88	-2.11	2.0		6240	1.75	-2.07	2.0
	7170	2.88	-2.41	1.0		6240	1.75	-2.37	1.0
	7170	2.88	-2.41	3.0		6240	1.75	-2.37	3.0
LO Leo	6239	1.33	-1.93	2.0	WY Vir	6679	3.6	-2.39	2.0
	6389	1.33	-1.93	2.0		6829	3.61	-2.39	2.0
	6089	1.33	-1.93	2.0		6529	3.61	-2.39	2.0
	6239	1.83	-1.93	2.0		6679	3.11	-2.39	2.0
	6239	0.83	-1.93	2.0		6679	4.11	-2.39	2.0
	6239	1.33	-2.23	2.0		6679	3.61	-2.69	2.0
	6239	1.33	-1.63	2.0		6679	3.61	-2.09	2.0
	6239	1.33	-1.93	1.0		6679	3.61	-2.39	1.0
	6239	1.33	-1.93	3.0		6679	3.61	-2.39	3.0
v370 Vir	6401	2.54	-2.06	2.0	1453-11	6172	2.04	-2.34	2.0
	6551	2.54	-2.06	2.0		6322	2.04	-2.34	2.0
	6251	2.54	-2.06	2.0		6022	2.04	-2.34	2.0
	6401	2.04	-2.06	2.0		6172	1.54	-2.34	2.0
	6401	3.04	-2.06	2.0		6172	2.54	-2.34	2.0
	6401	2.54	-2.36	2.0		6172	2.04	-2.64	2.0
	6401	2.54	-1.76	2.0		6172	2.04	-2.04	2.0
	6401	2.54	-2.06	1.0		6172	2.04	-2.34	1.0
	6401	2.54	-2.06	3.0		6172	2.04	-2.34	3.0
1245-04	6258	1.91	-1.68	2.0	2212-16	6453	2.16	-2.8	2.0
	6408	1.91	-1.68	2.0		6603	2.16	-2.8	2.0
	6108	1.91	-1.68	2.0		6303	2.16	-2.8	2.0
	6258	1.41	-1.68	2.0		6453	1.66	-2.8	2.0
	6258	2.41	-1.68	2.0		6453	2.66	-2.8	2.0
	6258	1.91	-1.98	2.0		6453	2.16	-3.1	2.0
	6258	1.91	-1.38	2.0		6453	2.16	-2.5	2.0
	6258	1.91	-1.68	1.0		6453	2.16	-2.8	1.0
	6258	1.91	-1.68	3.0		6453	2.16	-2.8	3.0

foram incluídas informações dos isótopos do carbono CH e CN. Todas as sínteses (três por modelo atmosférico) foram iniciadas com os seguintes valores nominais de carbonicidade: $[C/Fe] = -1$, $[C/Fe] = 0$, $[C/Fe] = +1$.

Um exemplo de síntese espectral é apresentado na Figura 3.1. Considerou-se o intervalo entre 4250 Å e 4350 Å para correções necessárias na normalização dos espectros e correções do deslocamento em comprimento de onda das linhas espectrais. Todas estas correções foram feitas visualmente, utilizando o MOOG. Para correção do deslocamento das linhas utilizou-se como referência a posição dos pontos observacionais da linha H_γ 4340 Å em relação a posição desta mesma linha nas sínteses. Por ser uma linha de H ela apresenta profundidade muito maior em comparação as outras linhas espectrais nesta faixa de temperatura e é facilmente reconhecível.

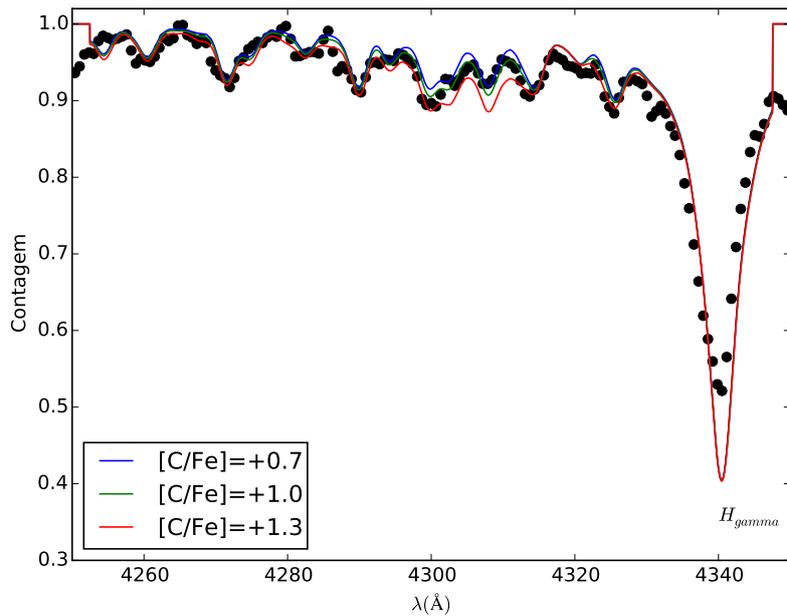


Figura 3.1: Síntese espectral da estrela v370 Vir na região de comprimento de onda entre 4250Å e 4350Å. As linhas azul, verde e vermelha representam as três sínteses com seus respectivos valores de carbonicidade. Os pontos pretos são os dados observacionais. Os parâmetros do modelo atmosférico utilizado são: $T_{eff} = 6401$, $logg = 2.54$, $[Fe/H] = -2.06$, $\xi = 2.0$

Com o espectro observacional corrigido para o deslocamento das linhas espectrais, os espectros sintéticos puderam ser utilizados para determinação da abundância do carbono. Para este propósito, utilizou-se somente uma região reduzida da síntese, entre 4290 Å e 4315 Å, exemplificada na Figura 3.2. Neste intervalo pode-se ver com mais clareza qual, dentre as três sínteses realizadas, melhor descreve a banda do carbono. Após iniciar com

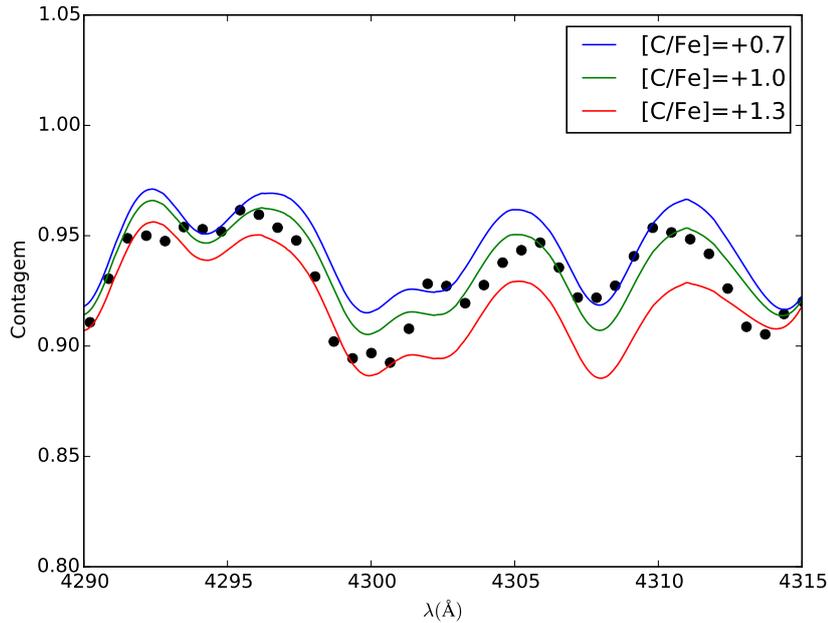


Figura 3.2: Síntese espectral da estrela v370 Vir na região de comprimento de onda entre 4290Å e 4315Å. As linhas azul, verde e vermelha representam as três sínteses, com seus respectivos valores de carbonicidade. Os pontos pretos são os dados observacionais. Os parâmetros do modelo atmosférico utilizado são: $T_{eff} = 6401$, $\log g = 2.54$, $[Fe/H] = -2.06$, $\xi = 2.0$

os valores nominais de carbono, indicados anteriormente, ajustou-se todas as três sínteses de acordo com aquela cujo valor da abundância de carbono gerasse a banda sintética mais próxima da observacional. Os valores de carbonicidade foram repetidamente ajustados para as três sínteses, até o ponto onde o valor da razão $[C/Fe]$ pôde ser identificado no espectro observacional. Os valores de carbono adotados foram aqueles cujo espectro sintético reproduziu com clareza região de interesse.

O procedimento descrito acima foi realizado para as oito estrelas analisadas e os valores de carbonicidade obtidos estão apresentados na Tabela 3.2.

3.1.4 Incertezas na Carbonicidade

As incertezas nas medidas das abundâncias do carbono foram determinadas diretamente das sínteses. Os limites inferiores e superiores das medidas foram estimados através de espectros sintéticos que cobrissem completamente os espectros observacionais na região da banda G do CH. As incertezas estão apresentadas entre parênteses na Tabela 3.2, entretanto, as maiores fontes de incerteza estão ligadas às incertezas sistemáticas nas estimativas dos parâmetros atmosféricos. Como mencionado na seção 2.3, as incertezas nominais ado-

Tabela 3.2 - Razão $[C/Fe]$ calculada para as estrelas da amostra.

Estrela	$T_{eff}(K)$	$logg(dex)$	$[Fe/H](dex)$	$\xi(km/s)$	$[C/Fe](dex)$
LM Leo	7170	2.88	-2.41	2.0	+2.3(0.3)
LO Leo	6239	1.33	-1.93	2.0	+1.5(0.3)
v370 Vir	6401	2.54	-2.06	2.0	+1.3(0.3)
1245-04	6258	1.91	-1.68	2.0	+0.4(0.3)
ZZ Vir	6240	1.75	-2.37	2.0	+1.7(0.3)
WY Vir	6679	3.61	-2.39	2.0	+1.2(0.3)
1453-11	6172	2.04	-2.34	2.0	+0.6(0.3)
2212-16	6453	2.16	-2.8	2.0	+2.05(0.25)

tadas para cada parâmetro são: $\pm 150 K$ para T_{eff} , $\pm 0.5 dex$ em $logg$ e $\pm 0.3 dex$ na metalicidade, além de $\pm 1.0 km/s$ para microturbulência. Para analisar as incertezas sistemáticas geradas pelos parâmetros e pela microturbulência, foi feita uma grade de modelos atmosféricos, apresentados junto ao modelo principal de cada estrela na Tabela 3.1. Para cada modelo foram realizadas três novas sínteses espectrais e, seguindo o procedimento da seção 3.1.3, recalculou-se a razão $[C/Fe]$ de cada estrela para cada modelo atmosférico da grade.

Na Tabela 3.3 apresenta-se a grade de incertezas, construída à partir da diferença absoluta entre a razão $[C/Fe]$ apresentada na Tabela 3.2 e o valor calculado para as incertezas sistemáticas de cada parâmetro atmosférico e a microturbulência.

Analisando os valores médios das incertezas sistemáticas (Tabela 3.3) percebe-se que, à parte as incertezas médias geradas pela variação na metalicidade, todas são inferiores ou iguais a $0.3 dex$. Essa variação média traz confiabilidade em relação aos valores apresentados na Tabela 3.2 e na forma como as incertezas das medidas descritas acima foram tratadas.

Entretanto, foi possível notar que uma pequena variação na metalicidade das estrelas ocasionou uma diferença na carbonicidade calculada de até $0.9 dex$ (estrela 1453-11), quando a metalicidade adotada foi diminuída. Isso deixa clara a dificuldade em se determinar a carbonicidade em estrelas pobres em metais. Uma das principais razões para os altos erros nas estimativas do carbono é a dificuldade no processo de normalização do espectro, uma vez que a presença da banda G do CH é responsável por rebaixar o contínuo, com conseqüente erro na normalização. Também é importante notar que os valores da carbo-

Tabela 3.3 - Grade de $\Delta[C/Fe]$ para as incertezas sistemáticas geradas pela determinação dos parâmetros atmosféricos. Os modelos atmosféricos de referência são os apresentados na Tabela 3.2.

Estrela	T_{eff}		log +0.5dex	$logg$ -0.5dex	$[Fe/H]$		ξ	
	+150K	-150K			+0.3dex	-0.3dex	+1km/s	-1km/s
LM Leo	0.3	0.2	0.1	0.3	0.3	0.6	0.0	0.2
LO Leo	0.5	0.1	0.0	0.4	0.2	0.6	0.0	0.3
v370 Vir	0.1	0.6	0.4	0.2	0.5	0.3	0.3	0.0
1245-04	0.4	0.2	0.3	0.3	0.4	0.6	0.1	0.7
ZZ Vir	0.2	0.3	0.3	0.2	0.7	0.4	0.3	0.1
WY Vir	0.2	0.3	0.1	0.2	0.7	0.6	0.0	0.0
1453-11	0.6	0.5	0.0	0.0	0.3	0.9	0.3	0.5
2212-16	0.1	0.4	0.2	0.0	0.7	0.4	0.3	0.0
Incerteza Média	0.3	0.3	0.2	0.2	0.5	0.5	0.2	0.2

nicidade são razões logarítmicas, o que significa que pequenas alterações nos valores da metalicidade podem representar grandes alterações no valor da razão $[C/Fe]$. Por outro lado, espera-se que a metalicidade associada a cada estrela esteja bem estimada, visto que o pipeline utilizado para o cálculo dos parâmetros atmosféricos, n-SSPP, foi desenvolvido especificamente para a utilização em espectros com resolução similar aos deste trabalho (Lee et al., 2008; Allende Prieto et al., 2008; Smolinski et al., 2011).

Além da grande incerteza gerada pela metalicidade, foram constatadas grandes incertezas com a variação da temperatura dos modelos. Entretanto, a incerteza média gerada pela variação da temperatura ($T_{eff} \pm 150K$) ainda está dentro das incertezas das medidas das sínteses.

A variação da gravidade superficial e da microturbulência não causaram grandes variações nas medidas de carbonicidade. A média nos dois casos é inferior às incertezas das medidas.

Em uma análise caso a caso, percebe-se que a classificação das estrelas como CEMP não muda, independente de qual incerteza sistemática é associada, para LM Leo, LO Leo, v370 Vir, ZZ Vir e 2212-16. Com as incertezas geradas pelo aumento na temperatura, aumento e diminuição da gravidade superficial, aumento ou diminuição da metalicidade e diminuição da velocidade de microturbulência, a estrela 1245-04 pode ser classificada como CEMP. Para a estrela WY Vir a classificação como estrela CEMP poderia falhar com as

incertezas na metalicidade. A estrela 1453-11 poderia ser reclassificada como CEMP com as incertezas de temperatura, metalicidade e velocidade de microturbulência.

As estrelas LO Leo, v370-Vir, ZZ Vir, WY Vir e 1245-04 já haviam recebido estudos de sua carbonicidade em Kennedy et al. (2014). A carbonicidade destes objetos, encontrada neste trabalho, está de acordo com aquilo apresentado anteriormente, demonstrando que a técnica do cálculo de $[C/Fe]$ utilizada se mostrou confiável. Dentre as três estrelas sem estudos prévios (LM Leo, 2212-16, 1453-11) duas podem ser classificadas como CEMP, enquanto a estrela 1453-11 apresenta carbonicidade muito próxima da classificação de CEMP. Logo, este trabalho apresenta duas CEMP RR Lyrae inéditas, o que representa um aumento significativo, de aproximadamente 22%, no número total de estrelas CEMP conhecidas.

Analisando os cálculos iniciais de abundância do carbono e as incertezas associadas às medidas, pode-se afirmar que as oito estrelas apresentadas neste trabalho são candidatas para estudos em alta resolução, com objetivo de melhor determinar a abundância de carbono, assim como de outros elementos, e eventual reclassificação dentro das subclasses de estrelas CEMP (seção 1.2.1). Uma determinação mais precisa da abundância do carbono e de outros elementos, resultando em uma classificação mais precisa dentro das subclasses de estrelas CEMP pode ajudar a determinar o processo de enriquecimento em carbono mais comum nestas estrelas e, possivelmente, a influência do carbono na pulsação estelar.

3.2 Relação Metalicidade e Carbonicidade

Como visto na seção 1.2, foi mostrado por muitos autores (e.g, Rossi et al., 1999; Lucatello et al., 2006; Carollo et al., 2012; Yong et al., 2013) que a fração de estrelas CEMP cresce com a diminuição da metalicidade. Placco et al. (2014) revisitaram o assunto, aplicando correções na razão $[C/Fe]$ baseadas no estado evolutivo das estrelas, e seus resultados constatarem tal tendência.

Estrelas do ramo horizontal são estrelas antigas e de metalicidade média baixa que não estão passando por nenhum processo de mistura convectiva. Entretanto, não existem muitos estudos da abundância de carbono em estrelas do ramo horizontal. As dificuldades de observação, para o caso das estrelas variáveis, ou de medição do carbono, para o caso das estrelas mais quentes, não incentiva os autores a realizarem estudos mais detalhados

do carbono nestas estrelas. Para a obtenção de espectros em alta resolução são necessárias exposições longas, em estrelas com magnitudes altas ($V > 13$, em média), mas a variabilidade de estrelas RR Lyrae faz com que exposições longas sejam inviáveis devido a variação dos seus parâmetros atmosféricos. Por outro lado, calcular a abundância de carbono a partir de espectros em média resolução para estrelas com temperaturas maiores do que as tratadas neste trabalho ($\approx 6100 - 7200 K$), é difícil e não confiável. Em temperaturas mais altas o carbono molecular é quebrado e as linhas espectrais deixam de ser profundas o bastante para medições em espectros de média resolução.

Na Tabela 3.4 apresenta-se as estrelas utilizadas para a análise da relação do carbono com a metalicidade. Dada a pequena amostragem de estrelas CEMP RR Lyrae, foram acrescentadas todas as estrelas CEMP RR Lyrae previamente identificadas (Preston et al., 2006; Kinman et al., 2012; Kennedy et al., 2014), às estrelas deste trabalho. Também foram consideradas duas estrelas RR Lyrae, estudadas em Kennedy et al. (2014), que, por muito pouco, não foram classificadas como CEMP.

Tabela 3.4 - Estrelas CEMP RR Lyrae conhecidas até o momento.

Estrela	$[Fe/H]$	$[C/Fe]$	Referência
TY Gruis	-2.0	+0.9	Preston et al. (2006)
SDSS J1707+58	-2.92	+2.79	Kinman et al. (2012)
IV Leo	-1.48	+1.09	Kennedy et al. (2014)
LP Leo	-1.64	+0.66	Kennedy et al. (2014)
v408 Vir	-1.88	+0.62	Kennedy et al. (2014)
LM Leo	-2.41	+2.3	Este trabalho
LO Leo	-1.93	+1.5	Este trabalho
v370 Vir	-2.06	+1.3	Este trabalho
1245-04	-1.68	+0.4	Este trabalho
ZZ Vir	-2.37	+1.7	Este trabalho
WY Vir	-2.39	+1.2	Este trabalho
1453-11	-2.34	+0.6	Este trabalho
2212-16	-2.8	+2.05	Este trabalho

A decisão de acrescentar todas as estrelas CEMP RR Lyrae previamente identificadas nesta análise tem o objetivo de aumentar a relevância estatística da análise. Contudo, a amostra continua sendo pequena para uma análise estatística significativa, de forma que a análise dos resultados apresentados na Figura 3.3 será feita qualitativamente. Nessa

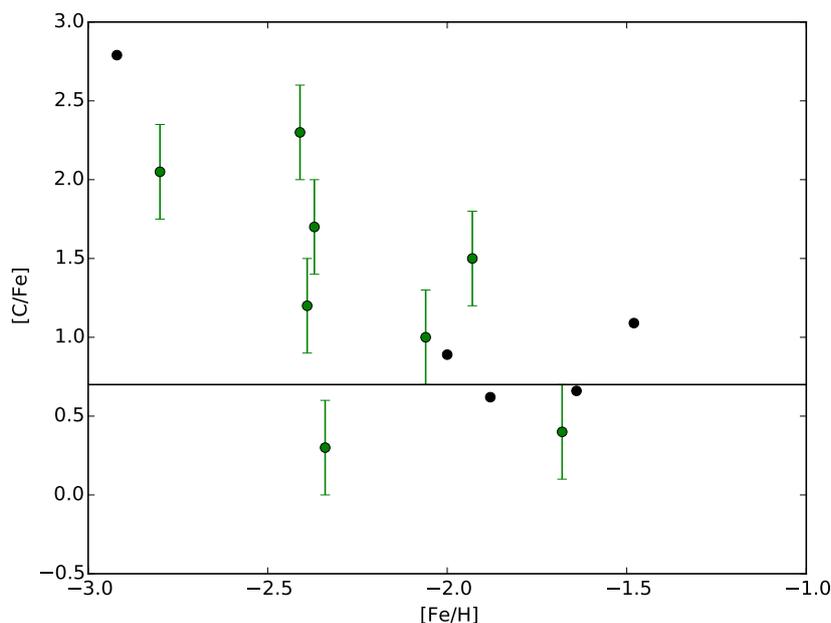


Figura 3.3: Relação $[C/Fe]$ vs $[Fe/H]$ para estrelas CEMP RR Lyrae. Em verde estão as CEMP RR Lyrae identificadas neste trabalho. As incertezas são as incertezas das medidas, apresentadas na Tabela 3.2. Em preto estão as estrelas acrescentadas à análise, apresentadas na Tabela 3.4. Todas as estrelas acima da linha preta ($[C/Fe] = +0.7$) são classificadas como CEMP.

figura, os dados em verde correspondem às estrelas deste trabalho, enquanto os dados em preto são advindos de Kennedy et al. (2014); Kinman et al. (2012); Preston et al. (2006). As barras de erro representam as incertezas das medidas apresentadas na Tabela 3.2 e a linha preta representa o limiar de separação para a classificação das estrelas como CEMP ($[C/Fe] \geq +0.7$).

Mesmo com a pequena disponibilidade de dados nota-se a tendência da carbonicidade das estrelas aumentar claramente com a gradual diminuição na metalicidade. O ponto que está claramente fora da reta, metalicidade próxima de -2.4 , com $[C/Fe] < +0.7$, é a estrela 1453-11.

Pode-se ver pela Figura 3.3, que das treze estrelas estudadas, nove podem ser classificadas como estrelas CEMP, o que representa uma fração de 70%. Esta fração é bem superior aos valores apresentados em Yong et al. (2013) (seção 1.2.2).

Muito se argumenta que a existência do excesso de carbono nestas estrelas seja devido à acreção de matéria de uma companheira AGB (Stancliffe et al., 2013; Kennedy et al., 2014). Entretanto, nenhuma das estrelas CEMP RR Lyrae conhecidas teve sua binaridade

confirmada.

Para um estudo detalhado seria necessária uma amostra estatística maior e com acompanhamento de variação da velocidade radial por um longo período. Assim, seria possível realizar um estudo da binaridade dos objetos que não apresentem efeito Blazhko, permitindo comparar os valores de abundância com os modelos existentes para esta classe de estrelas (Stancliffe et al., 2013).

3.3 Classificação Oosterhoff

Ainda se procura uma explicação definitiva para os efeitos vistos na dualidade Oosterhoff (Oosterhoff, 1939), como a modulação específica na periodicidade das estrelas. Como mencionado na seção 1.3.4, apenas um conjunto de diferentes teorias é capaz de explicar todos os efeitos, e estrelas RR Lyrae com diferentes características podem ajudar a compreender melhor quais são os mecanismos responsáveis pela dualidade.

A existência de uma grande abundância de carbono pode ser uma destas características influentes? Para responder essa pergunta é necessário que se obtenha uma amostra cada vez maior de estrelas CEMP RR Lyrae. De forma qualitativa, pode-se utilizar as estrelas deste trabalho como indicativo de uma possível influência do carbono na dualidade Oostrehoff. É importante lembrar que a distinção entre as classes Oosterhoff para estrelas de campo existe e vem sendo continuamente estudada (Kinemuchi et al., 2006).

Seguindo Kinman et al. (2012) e Kennedy et al. (2014) analisou-se uma amostra maior de estrelas CEMP RR Lyrae, apresentada na Tabela 3.4, para estudar se existe influência clara do carbono na dualidade Oosterhoff.

Pode-se classificar as estrelas dentre as classes Oosterhoff através de curvas teóricas no “diagrama de Bailey”. Tal diagrama grafica a amplitude de variação da magnitude vs período da estrela. Também é possível classificar as estrelas nas duas classes através do diagrama de $\log P$ vs $[Fe/H]$. Neste trabalho foi utilizada a equação de Cacciari et al. (2005) que descreve as curvas teóricas (amplitude vs período) das classes Oo I e Oo II para estrelas RRab, dada por:

$$A_b = -3.123 - 26.331 \log P - 35.853 \log P^2. \quad (3.1)$$

Na equação 3.1, A_b representa a amplitude de variação da magnitude da estrela e P o

período de pulsação estelar.

Na Figura 3.4 vê-se a classificação das estrelas deste trabalho nas duas classes Oosterhoff. A diferenciação entre as duas classes é feita através da proximidade entre as estrelas e as curvas descritas pela equação 3.1. Como esperado, a curva azul, que representa a classe Oosterhoff II, está deslocada para valores mais positivos de $\log P$. A classificação foi, inicialmente, realizada automaticamente comparando-se a distância dos pontos às curvas. Como resultado, obteve-se oito estrelas classificadas como classe Oosterhoff I e cinco como Oosterhoff II. Visualmente, nove estrelas são facilmente classificadas e duas (2212-16 e SDSS J1707+58, com amplitudes $A_b = 0.55$ e $A_b = 0.61$ respectivamente, na magnitude V) se encontram entre as duas curvas teóricas e apresentam classificação visual ambígua. As duas restantes (LO Leo e WY Vir, apresentando $A_b = 1.12$ e $A_b = 1.11$, respectivamente) parecem estar mais próximas à curva Oo I, mas não tão claramente quanto as estrelas restantes.

O problema de se classificar os objetos nos grupos Oosterhoff através do método descrito acima é que pode existir influência de efeito Blazhko no eixo $\log P$, podendo levar a uma classificação precipitada, problema exposto por Kinman et al. (2012).

Outra forma de se classificar as estrelas nas classes Oosterhoff é através do diagrama $[Fe/H]$ vs $\log P$, usando, portanto, a metalicidade das estrelas. Como mencionado na seção 1.3.4, estrelas da classe Oo II devem apresentar metalicidades inferiores a das estrelas Oo I. Para investigar a classificação Oosterhoff deste trabalho, construiu-se o diagrama $[Fe/H]$ vs $\log P$, que é apresentado na Figura 3.5. Nessa figura vê-se que três estrelas classificadas como Oo I estão aonde se espera encontrar estrelas da classe Oo II. Elas são as duas estrelas mais pobres em metal da amostra (2212-16 e SDSS J1707+58), além da estrela WY Vir. O gráfico apresentado na Figura 3.4 foi, então, refeito, substituindo o símbolo desses três objetos por triângulos pretos, para melhor identificá-los na Figura 3.6. Nesse gráfico nota-se que as três estrelas que aparentam ter sido mal classificadas estão posicionadas próximas de ambas as curvas teóricas e, visualmente, não se consegue distinguir com clareza a qual classe pertencem. Como mencionado, isso pode ser devido a existência de efeito Blazhko. Em seu trabalho, Kinman et al. (2012) classificaram a estrela SDSS J1707+58 como pertencendo a classe Oo II e, neste trabalho, este objeto também foi remanejado para a classe Oo II. O mesmo ocorreu para as estrelas 2212-16 e WY Vir, que também foram remanejadas, como pertencentes ao grupo Oo II.

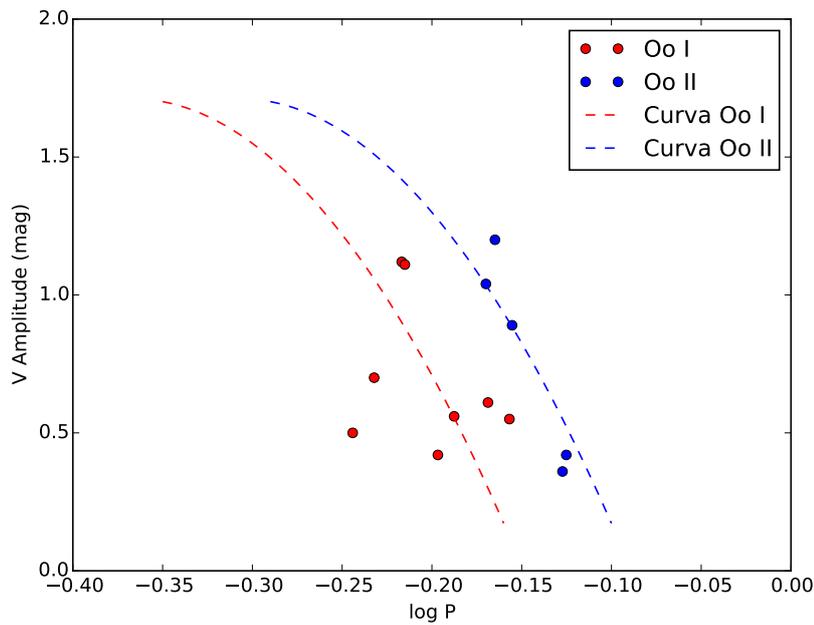


Figura 3.4: Classificação Oosterhoff das estrelas CEMP RR Lyrae. A diferenciação é feita com base na proximidade das estrelas (pontos) às linhas pontilhadas, descritas pela equação 3.1.

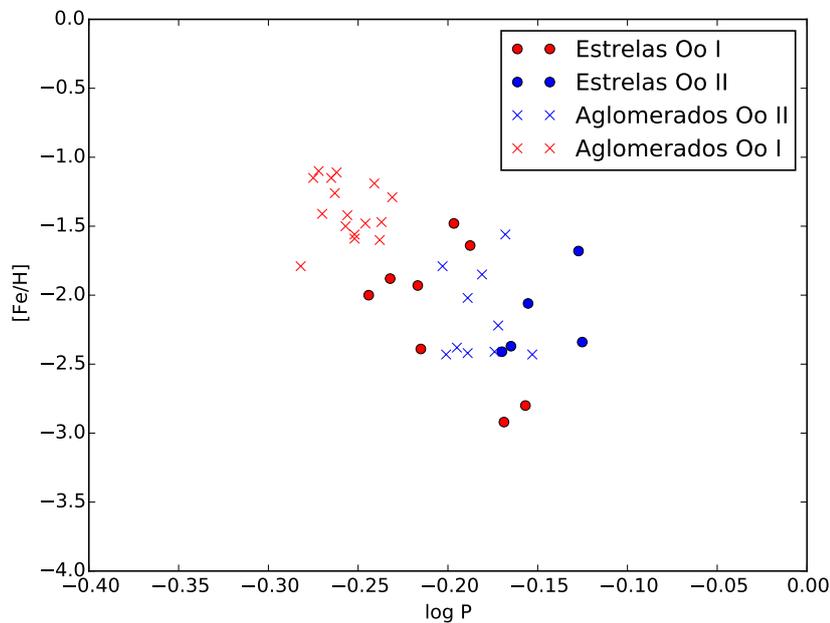


Figura 3.5: Diagrama $[Fe/H]$ vs $logP$ para as estrelas em estudo. Os pontos vermelhos representam as estrelas classificadas como Oo I, pontos azuis são as estrelas classificadas como Oo II. Os 'x' em vermelho são dados de aglomerados globulares classificados como Oo I e os 'x' azuis são aglomerados Oo II. Os dados de aglomerados foram extraídos de Bono et al. (2007).

Após a revisão da classificação Oosterhoff oito, dentre as 13 estrelas, obtiveram classificação Oo II, enquanto cinco foram classificadas como Oo I. Através da Figura 3.7 pode-se notar que, com os remanejamentos, parecem existir duas classes distintas de estrelas, assim como acontece com os aglomerados (dados representados por ‘x’ na Figura 3.7). Também é possível notar a existência de uma dispersão maior das estrelas classificadas como Oo II no diagrama, se comparado à dispersão apresentada pelas estrelas Oo I, assim como nos dados de aglomerados.

Contudo, a amostra existente até o momento é pequena e, como mencionado anteriormente, para uma análise estatística mais relevante seriam necessários mais dados. Com isso em mente, pode-se dizer que, considerando somente esses dados, o enriquecimento em carbono não parece influenciar o mecanismo estelar responsável pela criação das classes Oosterhoff, uma vez que as estrelas aqui apresentadas estão divididas em duas classes e indicam o mesmo comportamento visto em aglomerados.

Outro efeito encontrado em aglomerados é a separação, em grupos de metalicidade bem definidos, no diagrama $[Fe/H]$ vs P , como exemplificado nas Figuras 1.10 e 1.11. Na Figura 3.8 apresenta-se esse mesmo diagrama, para os objetos deste trabalho.

Através das Figuras 1.10 e 1.11 nota-se que o período médio das estrelas de aglomerados está próximo a 0.6 dia, enquanto que nos objetos deste trabalho, Figura 3.8, o período médio está próximo a 0.7 dia. Com a ressalva de que uma maior amostragem se faz necessária para conclusões, pode-se apontar que o período médio destas estrelas de campo e enriquecidas em carbono parece maior do que o encontrado em aglomerados.

Nota-se também que, como para estrelas de aglomerados, existe uma região de metalicidade onde não são encontradas estrelas CEMP RR Lyrae, ainda que em metalicidades um pouco inferiores ao patamar encontrado através da Figura 1.10, $-2.8 < [Fe/H] < -2.5$. Este efeito é mais um indicativo que o carbono na atmosfera estelar parece não influenciar nos mecanismos estelares responsáveis pela dualidade Oosterhoff.

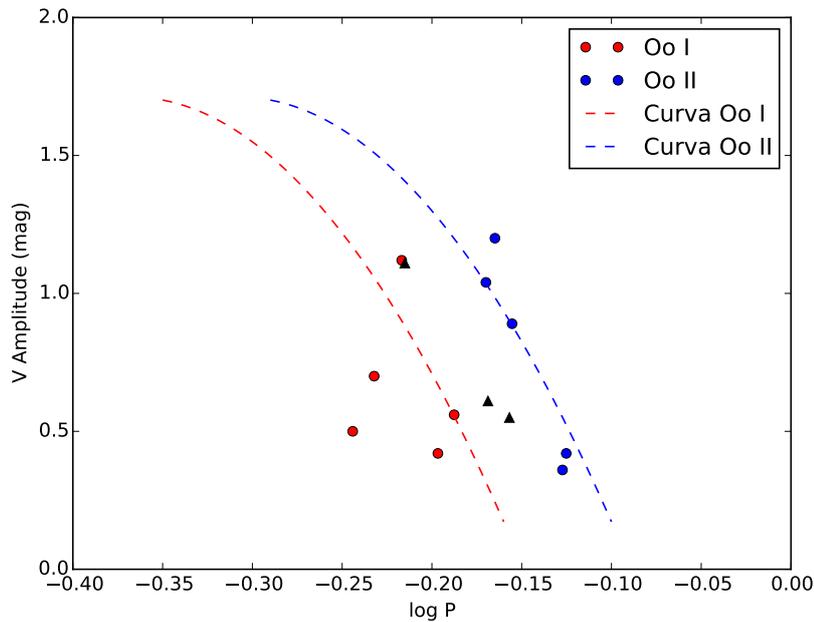


Figura 3.6: Classificação Oosterhoff das estrelas CEMP RR Lyrae. A diferenciação é feita com base na proximidade das estrelas (pontos) às linhas pontilhadas, descritas pela equação 3.1. Os triângulos representam as estrelas com classificação possivelmente errada.

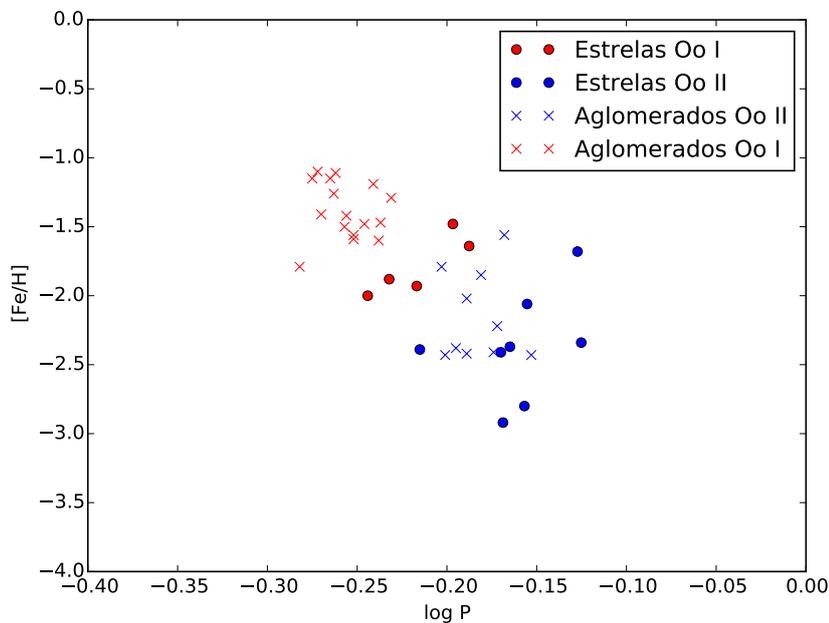


Figura 3.7: Diagrama $[Fe/H]$ vs $\log P$ para as estrelas em estudo. Os pontos vermelhos representam as estrelas classificadas como Oo I, pontos azuis são as estrelas classificadas como Oo II. Os 'x' em vermelho são dados de aglomerados globulares classificados como Oo I e os 'x' azuis são aglomerados Oo II. Os dados de aglomerados foram extraídos de Bono et al. (2007).

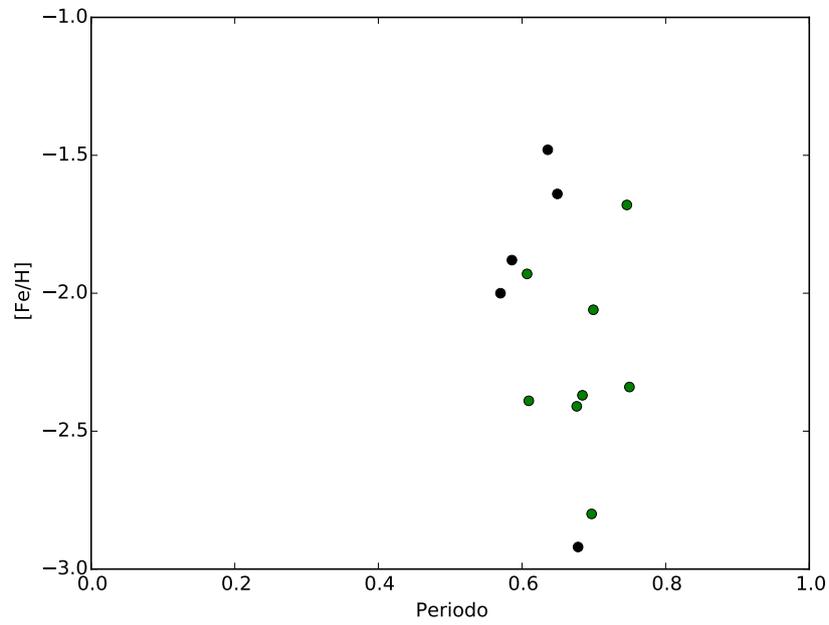


Figura 3.8: Diagrama $[Fe/H]$ vs P . Os pontos verdes representam estrelas deste trabalho, enquanto pontos pretos são as estrelas de outros trabalhos, indicados na Tabela 3.4.

Conclusões

Estrelas pobres em metais e enriquecidas em carbono (CEMP) são objetos de grande importância no estudo da formação da galáxia e evolução da primeira população estelar (ver, por exemplo, Carollo et al., 2012, 2014; Norris et al., 2013; Cooke e Madau, 2014). Os estudos desses objetos demonstraram que a frequência de estrelas CEMP cresce com o decréscimo da metalicidade e o excesso de abundância de carbono em estrelas de baixa metalicidade indica que uma quantidade significativa de carbono foi produzida nos estágios iniciais da evolução química do universo.

Dentre as MP uma classe de estrelas de grande importância no estudo da Galáxia são as RR Lyrae, principalmente em estudos da dinâmica da população velha galáxia. São estrelas na fase da queima de hélio em seu núcleo, com idades aproximadas de 12 Ganos, pertencentes à região de instabilidade do ramo horizontal, sendo reconhecíveis através de seus curtos períodos de pulsação e magnitude absoluta restrita. Estrelas RR Lyrae apresentam características interessantes, como a divisão em duas diferentes classes no plano $[Fe/H]$ vs $\log P$ (Oo I e Oo II), ou um efeito de modulação no período de pulsação conhecido como efeito Blazhko.

Apesar dos inúmeros estudos com ambas as classes estelares, a amostragem de estrelas CEMP RR Lyrae ainda é pequena. Preston et al. (2006) identificaram pela primeira vez uma estrela CEMP RR Lyrae e, seguindo seu trabalho, Kinman et al. (2012) e Kennedy et al. (2014) aumentaram a amostragem de estrelas CEMP RR Lyrae para um total de nove estrelas conhecidas.

O principal objetivo deste trabalho foi identificar, através de uma lista de estrelas candidatas apresentadas em Kinman et al. (2012), novas estrelas CEMP RR Lyrae.

Da lista de candidatas apresentada em Kinman et al. (2012) foram selecionadas as es-

trelas cujas estimativas da carbonicidade as classificavam como CEMP, totalizando 12 estrelas, das quais 10 foram observadas em média resolução. Após os cálculos dos parâmetros atmosféricos e fases de observação das estrelas, duas estrelas foram retiradas das análises de abundância do carbono. Os espectros observados das oito estrelas restantes foram comparados com espectros sintéticos, na região da banda G do CH, para a estimativa da carbonicidade ($[C/Fe]$) das estrelas.

Com as estimativas da razão $[C/Fe]$ seis, dentre as oito estrelas estudadas, foram classificadas como estrelas CEMP. Dentre as seis estrelas classificadas como CEMP, duas não haviam sido estudadas até o momento e quatro haviam sido classificadas como CEMP no trabalho de Kennedy et al. (2014). Os valores da razão $[C/Fe]$ deste trabalho, para as quatro estrelas previamente estudadas, corroboram os valores apresentados em Kennedy et al. (2014).

Com as duas estrelas inéditas identificadas como CEMP neste trabalho houve um aumento significativo, de 22%, no número de CEMP RR Lyrae conhecidas.

Também foi feita uma análise qualitativa do comportamento das estrelas CEMP RR Lyrae conhecidas. Verificou-se que, como esperado para estrelas CEMP, a carbonicidade das estrelas CEMP RR Lyrae cresce com o decréscimo da metalicidade. As estrelas também foram classificadas dentro das classes Oosterhoff e o comportamento visto indica que a existência de carbono em excesso não altera esse comportamento das estrelas RR Lyrae. Assim como ocorre em aglomerados, parece existir uma separação em dois grupos estelares, com diferentes metalicidades e diferentes períodos médios.

Também observa-se uma região de metalicidade, $-2.8 < [Fe/H] < -2.5$, onde não se encontram estrelas RR Lyrae, como em aglomerados. Verificou-se, porém, que o período médio das estrelas estudadas está próximo de 0.7 dia, enquanto estrelas de aglomerado, apresentadas nas Figuras 1.10 e 1.11, está mais próximo de 0.6 dia.

Os dados apresentados neste trabalho indicam que o excesso de carbono não parece influenciar em mecanismos da pulsação estelar das estrelas RR Lyrae e também indicam que estas estrelas seguem as mesmas tendências encontradas em outras estrelas CEMP.

Entretanto, é preciso ressaltar a necessidade de uma amostragem maior de estrelas CEMP RR Lyrae para que conclusões, com relação a influência do carbono nessa classe estelar, sejam feitas. Neste sentido, este trabalho apresentou resultados importantes ao corroborar estrelas previamente RR Lyrae identificadas como CEMP e ao aumentar em

22% a amostragem destes objetos.

Futuramente espera-se identificar mais estrelas RR Lyrae com características CEMP, para que seja possível fazer uma análise quantitativa dos efeitos apresentados. Com a amostragem existente deve-se realizar análises espectrais em alta resolução, possibilitando a classificação destas estrelas nas subclasses de estrelas CEMP, através de estimativas mais precisas da carbonicidade e da abundância de outros elementos chave, como bário.

Com isso será possível comparar os dados observacionais, a modelos teóricos como de Stancliffe et al. (2013), com o objetivo de restringir as possíveis formas de enriquecimento em carbono propostas e estudar mecanismos de pulsação e evolução estelar.

Referências Bibliográficas

- Akhter S., Da Costa G. S., Keller S. C., Schmidt B. P., Probing the Stellar Halo of the Milky Way with the SEKBO RR Lyrae Survey, *ApJ*, 2012, vol. 756, p. 23
- Allen D. M., Ryan S. G., Rossi S., Beers T. C., Tsangarides S. A., Elemental abundances and classification of carbon-enhanced metal-poor stars, *A&A*, 2012, vol. 548, p. A34
- Allende Prieto C., Sivarani T., Beers T. C., Lee Y. S., Koesterke L., Shetrone M., Sneden C., Lambert D. L., Wilhelm R., Rockosi C. M., Lai D. K., Yanny B., Ivans I. I., Johnson J. A., Aoki W., Bailer-Jones C. A. L., Re Fiorentin P., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. III. Comparison with High-Resolution Spectroscopy of SDSS/SEGUE Field Stars, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 2070
- Aoki W., Beers T. C., Christlieb N., Norris J. E., Ryan S. G., Tsangarides S., Carbon-enhanced Metal-poor Stars. I. Chemical Compositions of 26 Stars, *ApJ*, 2007, vol. 655, p. 492
- Arp H. C., Color-magnitude diagrams for seven globular clusters., *AJ*, 1955, vol. 60, p. 317
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The Chemical Composition of the Sun, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 481
- Bailey S. I., A discussion of variable stars in the cluster ω Centauri, *Annals of Harvard College Observatory*, 1902, vol. 38, p. 1
- Bailey S. I., Pickering E. C., Variable stars in the cluster Messier 3, *Annals of Harvard College Observatory*, 1913, vol. 78, p. 1

- Beers T. C., Christlieb N., The Discovery and Analysis of Very Metal-Poor Stars in the Galaxy, *ARA&A*, 2005, vol. 43, p. 531
- Beers T. C., Norris J. E., Placco V. M., Lee Y. S., Rossi S., Carollo D., Masseron T., Population Studies. XIII. A New Analysis of the Bidelman-MacConnell "Weak-metal" Stars Confirmation of Metal-poor Stars in the Thick Disk of the Galaxy, *ApJ*, 2014, vol. 794, p. 58
- Beers T. C., Preston G. W., Shectman S. A., A search for stars of very low metal abundance. I, *AJ*, 1985, vol. 90, p. 2089
- Beers T. C., Preston G. W., Shectman S. A., A search for stars of very low metal abundance. II, *AJ*, 1992, vol. 103, p. 1987
- Bernard E. J., Gallart C., Monelli M., Aparicio A., Cassisi S., Skillman E. D., Stetson P. B., Cole A. A., Drozdovsky I., Hidalgo S. L., Mateo M., Tolstoy E., The ACS LCID Project: RR Lyrae Stars as Tracers of Old Population Gradients in the Isolated Dwarf Spheroidal Galaxy Tucana, *ApJ*, 2008, vol. 678, p. L21
- Bidelman W. P., MacConnell D. J., The brighter stars of astrophysical interest in the southern sky., *AJ*, 1973, vol. 78, p. 687
- Bisterzo S., Gallino R., Straniero O., Cristallo S., Käppeler F., The s-process in low-metallicity stars - II. Interpretation of high-resolution spectroscopic observations with asymptotic giant branch models, *MNRAS*, 2011, vol. 418, p. 284
- Bisterzo S., Gallino R., Straniero O., Cristallo S., Käppeler F., The s-process in low-metallicity stars - III. Individual analysis of CEMP-s and CEMP-s/r with asymptotic giant branch models, *MNRAS*, 2012, vol. 422, p. 849
- Blažko S., Mitteilung über veränderliche Sterne, *Astronomische Nachrichten*, 1907, vol. 175, p. 325
- Bond H. E., A Search for Metal-Deficient Stars, *ApJS*, 1970, vol. 22, p. 117
- Bond H. E., Extremely metal-deficient red giants. I - A new objective-prism, photometric, and radial-velocity survey, *ApJS*, 1980, vol. 44, p. 517

-
- Bono G., Caputo F., Di Criscienzo M., RR Lyrae stars in Galactic globular clusters. VI. The period-amplitude relation, *A&A*, 2007, vol. 476, p. 779
- Bromm V., Coppi P. S., Larson R. B., The Formation of the First Stars. I. The Primordial Star-forming Cloud, *ApJ*, 2002, vol. 564, p. 23
- Buchler J. R., Kolláth Z., On the Blazhko Effect in RR Lyrae Stars, *ApJ*, 2011, vol. 731, p. 24
- Cacciari C., Corwin T. M., Carney B. W., A Multicolor and Fourier Study of RR Lyrae Variables in the Globular Cluster NGC 5272 (M3), *AJ*, 2005, vol. 129, p. 267
- Carollo D., Beers T. C., Bovy J., Sivarani T., Norris J. E., Freeman K. C., Aoki W., Lee Y. S., Kennedy C. R., Carbon-enhanced Metal-poor Stars in the Inner and Outer Halo Components of the Milky Way, *ApJ*, 2012, vol. 744, p. 195
- Carollo D., Freeman K., Beers T. C., Placco V. M., Tumlinson J., Martell S. L., Carbon-enhanced Metal-poor Stars: CEMP-s and CEMP-no Subclasses in the Halo System of the Milky Way, *ApJ*, 2014, vol. 788, p. 180
- Castelli F., Kurucz R. L., New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 2004
- Christlieb N., Schörck T., Frebel A., Beers T. C., Wisotzki L., Reimers D., The stellar content of the Hamburg/ESO survey. IV. Selection of candidate metal-poor stars, *A&A*, 2008, vol. 484, p. 721
- Cooke R. J., Madau P., Carbon-enhanced Metal-poor Stars: Relics from the Dark Ages, *ApJ*, 2014, vol. 791, p. 116
- Cox A. N., The Periods of RR Lyrae. In *IAU Colloq. 139: New Perspectives on Stellar Pulsation and Pulsating Variable Stars*, 1993, p. 409
- Detre L., Szeidl B., Development of a New 4-year Cycle in the 41-day Period of RR Lyrae, *Information Bulletin on Variable Stars*, 1973, vol. 764, p. 1
- Fitch W. S., Evidence of Tidal Effects in Some Pulsating Stars. I. CC Andromedae and Sigma Scorpii, *ApJ*, 1967, vol. 148, p. 481

- For B.-Q., Sneden C., Preston G. W., The Chemical Compositions of Variable Field Horizontal-branch Stars: RR Lyrae Stars, *ApJS*, 2011, vol. 197, p. 29
- Frebel A., Metal-poor Stars. In *New Horizons in Astronomy* , vol. 393 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2008, p. 63
- Frebel A., *Stellar Archaeology: New Science with Old Stars*, ArXiv e-prints, 2010
- Frebel A., Christlieb N., Norris J. E., Beers T. C., Bessell M. S., Rhee J., Fechner C., Marsteller B., Rossi S., Thom C., Wisotzki L., Reimers D., Bright Metal-poor Stars from the Hamburg/ESO Survey. I. Selection and Follow-up Observations from 329 Fields, *ApJ*, 2006, vol. 652, p. 1585
- Frebel A., Norris J. E., , 2013 Metal-Poor Stars and the Chemical Enrichment of the Universe. p. 55
- Hertzsprung E., Über die Sterne der Unterabteilungen c und ac nach der Spektralklassifikation von Antonia C. Maury, *Astronomische Nachrichten*, 1909, vol. 179, p. 373
- Hertzsprung E., Über die räumliche Verteilung der Veränderlichen vom δ Cephei-Typus, *Astronomische Nachrichten*, 1913, vol. 196, p. 201
- Herwig F., Evolution of Asymptotic Giant Branch Stars, *ARA&A*, 2005, vol. 43, p. 435
- Joy A. H., Radial Velocities of 67 Variable Stars of the RR Lyrae Type, *PASP*, 1938, vol. 50, p. 302
- Keller S. C., Bessell M. S., Frebel A., Casey A. R., Asplund M., Jacobson H. R., Lind K., Norris J. E., Yong D., Heger A., Magic Z., da Costa G. S., Schmidt B. P., Tisserand P., A single low-energy, iron-poor supernova as the source of metals in the star SMSS J031300.36-670839.3, *Nature*, 2014, vol. 506, p. 463
- Keller S. C., Murphy S., Prior S., Da Costa G., Schmidt B., Revealing Substructure in the Galactic Halo: The SEKBO RR Lyrae Survey, *ApJ*, 2008, vol. 678, p. 851
- Kemper E., A spectroscopic study of the c-type RR Lyraes, *AJ*, 1982, vol. 87, p. 1395

- Kennedy C. R., Sivarani T., Beers T. C., Lee Y. S., Placco V. M., Rossi S., Christlieb N., Herwig F., Plez B., [O/Fe] Estimates for Carbon-enhanced Metal-poor Stars from Near-infrared Spectroscopy, *AJ*, 2011, vol. 141, p. 102
- Kennedy C. R., Stancliffe R. J., Kuehn C., Beers T. C., Kinman T. D., Placco V. M., Reggiani H., Rossi S., Lee Y. S., Seven New Carbon-enhanced Metal-poor RR Lyrae Stars, *ApJ*, 2014, vol. 787, p. 6
- Kiess C. C., The Cluster Type of Stellar Variation, *PASP*, 1912, vol. 24, p. 186
- Kinemuchi K., Smith H. A., Woźniak P. R., McKay T. A., ROTSE Collaboration Analysis of RR Lyrae Stars in the Northern Sky Variability Survey, *AJ*, 2006, vol. 132, p. 1202
- Kinman T. D., Globular clusters, II. The spectral types of individual stars and of the integrated light, *MNRAS*, 1959, vol. 119, p. 538
- Kinman T. D., Aoki W., Beers T. C., Brown W. R., A New CEMP-s RR Lyrae Star, *ApJ*, 2012, vol. 755, p. L18
- Kinman T. D., Cacciari C., Bragaglia A., Buzzoni A., Spagna A., Kinematic structure in the Galactic halo at the North Galactic Pole: RR Lyrae and blue horizontal branch stars show different kinematics, *MNRAS*, 2007, vol. 375, p. 1381
- Kolenberg K., Fossati L., Shulyak D., Pikall H., Barnes T. G., Kochukhov O., Tsymbal V., An in-depth spectroscopic analysis of the Blazhko star RR Lyrae . I. Characterisation of the star: abundance analysis and fundamental parameters, *A&A*, 2010, vol. 519, p. A64
- Layden A. C., The metallicities and kinematics of RR Lyrae variables, 1: New observations of local stars, *AJ*, 1994, vol. 108, p. 1016
- Ledoux P., The Nonradial Oscillations of Gaseous Stars and the Problem of Beta Canis Majoris., *ApJ*, 1951, vol. 114, p. 373
- Ledoux P., Stellar stability and stellar evolution. In *Star Evolution* , 1963, p. 394
- Lee Y. S., Beers T. C., Masseron T., Plez B., Rockosi C. M., Sobeck J., Yanny B., Lucatello S., Sivarani T., Placco V. M., Carollo D., Carbon-enhanced Metal-poor Stars in

- SDSS/SEGUE. I. Carbon Abundance Estimation and Frequency of CEMP Stars, *AJ*, 2013, vol. 146, p. 132
- Lee Y. S., Beers T. C., Sivarani T., Allende Prieto C., Koesterke L., Wilhelm R., Re Fiorentin P., Bailer-Jones C. A. L., Norris J. E., Rockosi C. M., Yanny B., Newberg H. J., Covey K. R., Zhang H.-T., Luo A.-L., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. I. Description and Comparison of Individual Methods, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 2022
- Lee Y. S., Beers T. C., Sivarani T., Johnson J. A., An D., Wilhelm R., Allende Prieto C., Koesterke L., Re Fiorentin P., Bailer-Jones C. A. L., Norris J. E., Yanny B., Rockosi C., Newberg H. J., Cudworth K. M., Pan K., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. II. Validation with Galactic Globular and Open Clusters, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 2050
- Lub J., Field RR Lyrae stars. In *Stellar Pulsation*, vol. 274 of *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, 1987, p. 218
- Lucatello S., Beers T. C., Christlieb N., Barklem P. S., Rossi S., Marsteller B., Sivarani T., Lee Y. S., The Frequency of Carbon-enhanced Metal-poor Stars in the Galaxy from the HERES Sample, *ApJ*, 2006, vol. 652, p. L37
- Lucatello S., Tsangarides S., Beers T. C., Carretta E., Gratton R. G., Ryan S. G., The Binary Frequency Among Carbon-enhanced, s-Process-rich, Metal-poor Stars, *ApJ*, 2005, vol. 625, p. 825
- Masseron T., Johnson J. A., Plez B., van Eck S., Primas F., Goriely S., Jorissen A., A holistic approach to carbon-enhanced metal-poor stars, *A&A*, 2010, vol. 509, p. A93
- Meynet G., Ekström S., Maeder A., The early star generations: the dominant effect of rotation on the CNO yields, *A&A*, 2006, vol. 447, p. 623
- Meynet G., Hirschi R., Ekstrom S., Maeder A., Georgy C., Eggenberger P., Chiappini C., Are C-rich ultra iron-poor stars also He-rich?, *A&A*, 2010, vol. 521, p. A30
- Miceli A., Rest A., Stubbs C. W., Hawley S. L., Cook K. H., Magnier E. A., Krisciunas K., Bowell E., Koehn B., Evidence for Distinct Components of the Galactic Stellar Halo from 838 RR Lyrae Stars Discovered in the LONEOS-I Survey, *ApJ*, 2008, vol. 678, p. 865

- Morrison H. L., Helmi A., Sun J., Liu P., Gu R., Norris J. E., Harding P., Kinman T. D., Kephley A. A., Freeman K. C., Williams M., Van Duyne J., Fashionably Late? Building Up The Milky Way'S Inner Halo, *ApJ*, 2009, vol. 694, p. 130
- Moskalik P., Poretti E., Frequency Analysis of δ Scuti and RR Lyrae Stars in the OGLE-1 Database. In *IAU Colloq. 185: Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics*, vol. 259 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2002, p. 392
- Münch G., Rivera Terrazas L., The Spectrum of Cluster-Type Cepheids., *ApJ*, 1946, vol. 103, p. 371
- Norris J. E., Yong D., Bessell M. S., Christlieb N., Asplund M., Gilmore G., Wyse R. F. G., Beers T. C., Barklem P. S., Frebel A., Ryan S. G., The Most Metal-poor Stars. IV. The Two Populations with $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3.0$, *ApJ*, 2013, vol. 762, p. 28
- Oosterhoff P. T., Some remarks on the variable stars in globular clusters, *The Observatory*, 1939, vol. 62, p. 104
- Oosterhoff P. T., The periods of the variables 8, 9, 11 and 12 in the globular cluster M 92, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 1944, vol. 10, p. 55
- Oosterhoff P. T., Photographic observations of RS Bootis, an RR Lyrae-type variable with long secondary period (Errata: 10 310), *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 1946, vol. 10, p. 101
- Pickering E. C., Colson H. R., Fleming W. P., Wells L. D., Sixty-four new variable stars., *ApJ*, 1901, vol. 13, p. 226
- Placco V. M., Frebel A., Beers T. C., Christlieb N., Lee Y. S., Kennedy C. R., Rossi S., Santucci R. M., Metal-poor Stars Observed with the Magellan Telescope. II. Discovery of Four Stars with $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.5$, *ApJ*, 2014, vol. 781, p. 40
- Placco V. M., Frebel A., Beers T. C., Karakas A. I., Kennedy C. R., Rossi S., Christlieb N., Stancliffe R. J., Metal-poor Stars Observed with the Magellan Telescope. I. Constraints on Progenitor Mass and Metallicity of AGB Stars Undergoing s-process Nucleosynthesis, *ApJ*, 2013, vol. 770, p. 104

- Placco V. M., Frebel A., Beers T. C., Stancliffe R. J., Carbon-Enhanced Metal-Poor Star Frequencies in the Galaxy: Corrections for the Effect of Evolutionary Status on Carbon Abundances, ArXiv e-prints, 2014
- Placco V. M., Kennedy C. R., Beers T. C., Christlieb N., Rossi S., Sivarani T., Lee Y. S., Reimers D., Wisotzki L., Searches for Metal-poor Stars from the Hamburg/ESO Survey Using the CH G Band, *AJ*, 2011, vol. 142, p. 188
- Poleski R., Double-Mode Radial Pulsations among RR Lyrae Stars, *PASP*, 2014, vol. 126, p. 509
- Preston G. W., The RR Lyrae Stars, *ARA&A*, 1964, vol. 2, p. 23
- Preston G. W., Thompson I. B., Sneden C., Stachowski G., Shectman S. A., TY Gruis: A Metal-Poor Carbon and Neutron-Capture-Rich RR Lyrae Star, *AJ*, 2006, vol. 132, p. 1714
- Rossi S., Beers T. C., Sneden C., Carbon Abundances for Metal-Poor Stars Based on Medium-Resolution Spectra. In *The Third Stromlo Symposium: The Galactic Halo*, vol. 165 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1999, p. 264
- Sandage A., The Oosterhoff period groups and the age of globular clusters. III - The age of the globular cluster system, *ApJ*, 1982, vol. 252, p. 553
- Sandage A., The Oosterhoff period-metallicity relation for RR Lyrae stars at the blue fundamental edge of the instability strip., *AJ*, 1993, vol. 106, p. 687
- Sandage A., Katem B., Sandage M., The Oosterhoff period groups and the age of globular clusters. I Photometry of cluster variables in M15, *ApJS*, 1981, vol. 46, p. 41
- Sawyer H. B., Distribution of Periods of Cluster Type Variables in Globular Star Clusters, *JRASC*, 1944, vol. 38, p. 295
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, *ApJ*, 1998, vol. 500, p. 525
- Shapley H., On the Nature and Cause of Cepheid Variation, *ApJ*, 1914, vol. 40, p. 448

-
- Shapley H., On the changes in the spectrum, period, and lightcurve of the Cepheid variable RR Lyrae., *ApJ*, 1916, vol. 43, p. 217
- Smith H. A., *RR Lyrae Stars*, 2004
- Smolinski J. P., Lee Y. S., Beers T. C., An D., Bickerton S. J., Johnson J. A., Loomis C. P., Rockosi C. M., Sivarani T., Yanny B., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. IV. Validation with an Extended Sample of Galactic Globular and Open Clusters, *AJ*, 2011, vol. 141, p. 89
- Snedden C., Preston G. W., McWilliam A., Searle L., Ultrametal-poor halo stars: The remarkable spectrum of CS 22892-052, *ApJ*, 1994, vol. 431, p. L27
- Snedden C. A., *Carbon and Nitrogen Abundances in Metal-Poor Stars.*, THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN., 1973, Tese de Doutorado
- Stancliffe R. J., Kennedy C. R., Lau H. H. B., Beers T. C., Modelling the nucleosynthetic properties of carbon-enhanced metal-poor RR Lyrae stars, *MNRAS*, 2013, vol. 435, p. 698
- Starkenburg E., Shetrone M. D., McConnachie A. W., Venn K. A., Binarity in carbon-enhanced metal-poor stars, *MNRAS*, 2014, vol. 441, p. 1217
- Stellingwerf R. F., Modal stability of RR Lyrae stars, *ApJ*, 1975, vol. 195, p. 441
- Stothers R. B., A New Explanation of the Blazhko Effect in RR Lyrae Stars, *ApJ*, 2006, vol. 652, p. 643
- Struve O., Blaauw A., The Radial Velocity of RR Lyrae., *ApJ*, 1948, vol. 108, p. 60
- Suda T., Yamada S., Katsuta Y., Komiya Y., Ishizuka C., Aoki W., Fujimoto M. Y., The Stellar Abundances for Galactic Archaeology (SAGA) data base - II. Implications for mixing and nucleosynthesis in extremely metal-poor stars and chemical enrichment of the Galaxy, *MNRAS*, 2011, vol. 412, p. 843
- Szabó R., Kolláth Z., Molnár L., Kolenberg K., Kurtz D. W., Bryson S. T., Benkő J. M., Christensen-Dalsgaard J., Kjeldsen H., Borucki W. J., Koch D., Twicken J. D., Chadid M., di Criscienzo M., Does Kepler unveil the mystery of the Blazhko effect? First

- detection of period doubling in Kepler Blazhko RR Lyrae stars, *MNRAS*, 2010, vol. 409, p. 1244
- Szeidl B., R Lyrae Stars: Beat and Blazhko Effect. In *Multimode Stellar Pulsations* , 1988, p. 45
- van Albada T. S., Baker N., On the Two Oosterhoff Groups of Globular Clusters, *ApJ*, 1973, vol. 185, p. 477
- Vivas A. K., Zinn R., Abad C., Andrews P., Baily C., Baltay C., Bongiovanni A., Briceño C., Bruzual G., Coppi P., Della Prugna F., Ellman N., Ferrín I., Gebhard M., Girard T., Hernandez J., Herrera The QUEST RR Lyrae Survey. I. The First Catalog, *AJ*, 2004, vol. 127, p. 1158
- Welch D. L., Kovács G., Cook K. H., Alcock C., Allsman R., Alves D. R., Axelrod T., Becker A., Bennett D., Drake A., Freeman K., Geha M., Griest K., Lehner M., Marshall S., Minniti D., Nelson C., Peterson Frequency Analysis of a Subset of Fundamental Mode RR Lyrae Stars from the MACHO Project Large Magellanic Cloud Database. In *IAU Colloq. 185: Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics* , vol. 259 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2002, p. 412
- Wils P., Lloyd C., Bernhard K., A catalogue of RR Lyrae stars from the Northern Sky Variability Survey, *MNRAS*, 2006, vol. 368, p. 1757
- Woosley S. E., Weaver T. A., The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis, *ApJS*, 1995, vol. 101, p. 181
- Yong D., Norris J. E., Bessell M. S., Christlieb N., Asplund M., Beers T. C., Barklem P. S., Frebel A., Ryan S. G., The Most Metal-poor Stars. III. The Metallicity Distribution Function and Carbon-enhanced Metal-poor Fraction, *ApJ*, 2013, vol. 762, p. 27