

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo
Departamento de Astronomia



Catalogando Estrelas Carbonadas: Uma Proposta de Classificação Compacta e Eficiente

Projeto de Final de Curso Para Obtenção do Título de Astrônoma

Aluna

Ana Beatriz de Mello

Orientadora

Dra. Silvia Lorenz Martins

(Observatório do Valongo, UFRJ)

Agradecimentos

Aos meus pais, Luiz Augusto e Carmen Lúcia, que em todos os momentos me encorajaram e confiaram em minhas escolhas. Meu pai me ensinou que o sucesso pode ser alcançado em qualquer atividade que eu deseje, desde que seja realizada com gosto e dedicação. Minha mãe me mostrou o caminho da perseverança e da vitória, e sempre foi para mim um ideal de mulher forte. Agradeço por encherem minha vida de amor e carinho e nunca deixarem que nada me falte, mesmo nos momentos mais difíceis.

A meus avós, Brigitte, de quem a doce lembrança ainda é viva em meu coração; Antônio, companheiro carinhoso em toda a minha vida; e Terezinha, que mesmo distante sempre me ofereceu palavras de confiança sobre meu futuro.

Ao meu irmão, Flávio Luis, que abriu muitas portas para mim. Seu sucesso sempre me impulsionou a persistir, para talvez algum dia chegar perto de onde ele chegou. Flávio e minha cunhada, Aline, sempre proporcionaram discussões produtivas sobre minha carreira.

Ao meu amor, minha fonte de inspiração e alegria, meu eterno e carinhoso companheiro Daniel Nicolato.

Por sua afeição sem fim que me trouxe calor e conforto nos dias frios e difíceis.

Por ter me enfeitado com seu amor, trazendo à minha vida mais cor e paixão.

Por me amar mesmo depois de me conhecer de verdade.

A minha antiga, porém eterna amiga, Priscila Albuquerque, que sempre acreditou cegamente em mim e na minha amizade, por vezes até mais que eu mesma. Sempre será parte da minha vida.

Aos novos amigos, Simone Albuquerque e Ulisses Tavares, que entraram em minha vida trazendo a magia da alegria e os encantos de uma amizade verdadeira.

Aos amigos, sócios e companheiros Rodolfo Smiljanic, Paulo Penteado e Daniel Nicolato. Pelas risadas e momentos incríveis. Pelas ajudas sem fim. Nada é capaz de estragar a amizade que construímos. Mesmo a distância não é um problema, é um obstáculo que já vencemos. O carinho é imenso.

À minha orientadora, Silvia Lorenz Martins, pela oportunidade de desenvolver este trabalho, pelos inúmeros conselhos e recomendações, alguns dos quais se mostraram muito valiosos, e pela paciência e compreensão durante meus momentos difíceis.

Ao grupo de extensão do O.V.: Encarnación, Rundsthen, Adolfo, Bruna Lima, Marco Terra, Daniel Nicolato, Marcelo Ferreira e Érika, pelo companheirismo, pelas risadas e pelas deliciosas experiências que nunca serão esquecidas.

A Encarnación, pela confiança e por me mostrar a satisfação do trabalho com o público. Pela oportunidade de ensinar, e por me apresentar a bela recompensa que é, ao fim de um longo dia, receber de alguém um sorriso de gratidão ou palavras de agradecimento por algo novo que acabara de aprender.

Ao planetário Inflável do O.V., minha doce e carinhosa amiga “bolha”, por todos os momentos que passamos juntas. Por receber meu público e proporcionar um ambiente quase mágico onde nós duas éramos o centro das atenções, as rainhas do Universo.

Aos deliciosos pratos de feijão, arroz e bife sem os quais tenho certeza que não conseguiria realizar nenhuma prova de eletromagnetismo. E aos chocolates amigos de todas as horas de agonia com as disciplinas do curso.

E, novamente, ao meu amado Daniel, por sua paciência e pelas noites acordado tentando fazer com que eu compreenda o legado deixado por gigantes da física e da astronomia.

Às estrelas, minhas paixões mais antigas, minhas musas inspiradoras, senhoras prateadas que habitam o imenso reino, o Universo. Por sua luz que sempre me mostrou o caminho das boas oportunidades. Por nunca deixarem que o céu se fechasse para mim, oferecendo-me sempre o caminho do sucesso e das vitórias.

Abstract

The ultimate purpose of classifying schemes of carbon-rich stars is to comprehend the effects of their evolution and their interaction with the interstellar medium. We based our research on the most relevant classifying indices available such as the carbon abundance, C_2 index, the isotopic carbon abundance, j index, the Merrill-Sanford band intensities, MS index, and a population index, according to the most common parameters for the optical classification of carbon-rich stars. We applied these indices to about 40 stars sample. In order to make this catalogue as complete as possible we have also estimated circumstellar envelope parameters; this just possible after the IRAS and ISO catalogues became available. These data were essential to the infrared analysis of the circumstellar dust grains. The greatest difference from this work to the other carbon-rich star catalogues that already exist is the wide spectral range examined, which comes from the blue region up to the infrared wavelengths. We have made this data available as an enhanced description of the different kinds of carbon-rich stars. Using this data set, we could establish spectral classification for several stars that did not have one yet, and revise those that already had it, although not well set.

Keywords: carbon-rich star, spectral classification, abundance index, isotopic carbon, Merrill-Sanford band, circumstellar envelope, dust grain

Resumo

O principal propósito de se classificar estrelas ricas em carbono é compreender os efeitos de sua evolução e de sua interação com o meio interestelar. Seguindo os parâmetros mais bem aceitos de classificação de estrelas carbonadas no visível, utilizamos índices classificadores, que foram recentemente descritos na literatura, para a obtenção das abundâncias de carbono, índice C_2 , de carbono isotópico ^{13}C , índice j , das bandas de Merrill-Sanford, índice MS e índices de população para uma amostra de cerca de 40 estrelas. Com o intuito de tornar esse catálogo ainda mais completo, estabelecemos parâmetros para a classificação dos envoltórios dessas estrelas. Isso só foi possível com a publicação dos catálogos IRAS e ISO que forneceram os dados necessários na região do infravermelho para análise das diferentes espécies de grãos que habitam os envoltórios estelares. O diferencial deste trabalho em relação aos demais esforços de catalogação de estrelas carbonadas existentes na literatura é que, ao invés de restringirmos nosso estudo a uma única região espectral, estamos disponibilizando uma análise ampliada, envolvendo um grande intervalo de comprimentos de onda, desde a região azul do espectro até o infravermelho médio, oferecendo uma melhor descrição das propriedades dos diversos tipos de estrelas carbonadas. Durante essas análises, tanto no visível quanto no infravermelho, obtivemos classificações espectrais para muitas estrelas que ainda não estavam bem definidas na literatura, assim como revisões de classificações antigas, que estavam ainda mal definidas.

Palavras-Chave: estrelas carbonadas, classificação espectral, índices de abundância, carbono isotópico, bandas de Merrill-Sanford, envoltórios circunstelares, grãos de poeira

Índice

1	Introdução – O Cenário	1
1.1	Evolução Estelar	1
1.1.1	Queima do H – Seqüência Principal	2
1.1.2	1ª Dragagem e RGB	4
1.1.3	Queima do He e a 2ª Dragagem	5
1.1.4	AGB e a 3ª Dragagem	8
1.1.5	O processo s	11
1.2	Um Pouco Mais sobre as AGBs	12
1.2.1	Variabilidade na Luminosidade e Localização na Galáxia	12
1.2.2	Perda de Massa e a Formação do Envoltório Circunstelar	14
1.3	Conhecendo as Estrelas Carbonadas	16
1.3.1	Características Espectrais na Região Visível do Espectro	17
1.3.2	Características Espectrais no Infravermelho	19
2	Amostra e Tratamento de Dados	21
2.1	Seleção da Amostra	21
2.2	Observações no ESO	23
2.3	Tratamento dos Dados	26
2.3.1	Identificação das Características Espectrais	28
2.5	Dados no Infravermelho	30
2.5.1	IRAS - Infrared Astronomical Satellite	31
2.5.2	ISO - Infrared Space Observatory	32
3	Classificação Espectral no Visível	35
3.1	Os Sistemas de Classificação	35
3.1.1	Evolução da Notação	36
3.1.2	Notação Adotada	39

3.1.3 As estrelas carbonadas tipo C-J	42
3.2 O índice C_2	43
3.2.1 Determinação do Contínuo	44
3.2.2 Determinação dos Parâmetros	46
3.2.3 Metodologia para Obtenção dos Índices	48
3.3 O índice j	53
3.3.1 Determinação dos Parâmetros	54
3.3.2 Metodologia para Obtenção do Índice j	56
3.4 O índice de MS	61
3.4.1 Obtenção dos Índices	62
3.5 O Índice de População	64
3.5.1 Metodologia para Obtenção dos Índices	65
<hr/> 4 Classificação de Envoltório	<hr/> 71
4.1 Grãos e Envoltórios Circunstelares	72
4.1.1 Modelagem de Envoltórios Circunstelares	73
4.1.2 Estrelas J-Peculiares	75
4.2 Estudo das Espécies de Grãos	76
4.2.1 Testes com os Parâmetros de Entrada	79
4.3 Modelos para as Carbonadas	84
4.3.1 Modelos com 2 Espécies de Grãos Simples	84
4.3.2 Modelos com Silicato	86
4.3.3 Modelos com os Grãos Compostos	87
4.3.4 Modelos com Raio Interno Diferenciado	88
4.4 Classificação de Envoltório	88
4.4.1 Índice τ de Opacidade do Envoltório	89
4.4.2 Índice SiC	91
4.4.3 Tipo Numérico de Temperatura (T)	92
<hr/> 5. Resultados e Conclusões	<hr/> 95
5.1 Novas Classificações Obtidas	98
5.2 Correlações entre os Índices	100

Bibliografia	107
Constantes Ópticas	110
Fontes de Dados Fotométricos para as Estrelas da Amostra	110
Apêndice A – Parâmetros Médios	113
Apêndice B – Modelos e Espectros	115
Modelos com 2 Espécies de Grãos Simples	115
Modelos com Grãos de Silicato	124

1 Introdução – O Cenário

As estrelas dos últimos tipos espectrais

Estrelas não são objetos imutáveis ou eternos, pelo contrário emitem continuamente uma grande quantidade de energia e, ao longo de sua vida limitada, sofrem drásticas transformações. Podemos caracterizá-las como esferas auto gravitantes de gás cuja fonte primária de energia é a transformação de elementos através de reações nucleares que se dão nos seus interiores.

Durante sua vida, uma estrela passa por fases em que há um relativo equilíbrio entre a sua pressão interna e o colapso devido à sua própria gravidade, conhecido como equilíbrio hidrostático. Também há momentos em que esse equilíbrio é rompido. As fases de equilíbrio de uma estrela são caracterizadas por mudanças graduais em sua composição química, de forma que esta passa a ser um fator determinante para se estabelecer o seu estágio evolutivo.

O tempo de vida de uma estrela é determinado principalmente pela sua massa e composição química (metalidade¹) iniciais. Esses são alguns dos principais fatores que determinarão a evolução de um objeto estelar. Alguns outros efeitos também irão influir significativamente na evolução, como a perda de massa ou a interação com uma possível estrela companheira.

1.1 Evolução Estelar

As estrelas carbonadas, que são os objetos de estudo desse trabalho, constituem um estágio mais evoluído de estrelas que, quando na Sequência Principal, possuíam baixa massa ou massa intermediária. As estrelas de baixa massa possuem massas no

¹ A metalidade é a soma das abundâncias de todos elementos químicos exceto o hidrogênio e hélio. De uma maneira geral, uma estrela com uma metalidade baixa é, a princípio, mais antiga que uma de metalidade elevada.

intervalo $0.08M_{\odot} < M < 2.3M_{\odot}$ e podem ser definidas como aquelas que desenvolvem um núcleo de hélio degenerado após a fase da Seqüência Principal. Por sua vez, as de massa intermediária possuem massas no intervalo $2.3M_{\odot} < M < 9M_{\odot}$ e podem ser definidas como aquelas que iniciam a queima¹ do hélio, desta vez não degenerado, e desenvolvem, em seguida, um núcleo de carbono-oxigênio degenerado (Iben & Renzini, 1983). Esses limites de massa não são muito precisos, pois só podem ser estabelecidos a partir da composição química inicial da estrela.

Estrelas que estão abaixo do limite de $0.08M_{\odot}$ não possuem massa suficiente para iniciar o processo de queima, não ingressando, portanto, na Seqüência Principal, e as com massa superior ao limite de $9M_{\odot}$, após a queima do hidrogênio e do hélio em seu interior, desenvolvem um núcleo com massa superior a $1.4M_{\odot}$ (limite de Chandrasekhar para anã branca) e terminam suas vidas como supernovas.

1.1.1 Queima do H – Seqüência Principal

Uma estrela começa sua vida, entrando na Seqüência Principal, quando, em seu núcleo, se inicia a conversão de hidrogênio em hélio. Esse processo nuclear, assim como os demais que ocorrem durante a maior parte da vida de uma estrela, são os responsáveis pela produção de sua energia.

O processo termonuclear básico das estrelas que estão nessa fase evolutiva, que é a transformação de núcleos de H em núcleos de He, pode se dar através da cadeia próton-próton (ou cadeia p-p) ou do ciclo CNO. Como a ocorrência deste último requer temperaturas centrais muito altas, da ordem de $2 \times 10^7 K$, o processo mais importante de queima do hidrogênio no interior estelar, inicialmente, é a cadeia p-p descrita abaixo (pp-1). A reação inicial



é seguida do encontro do pósitron com um elétron e a conseqüente aniquilação:

¹ É comum se referir ao conjunto de reações nucleares ocorridas nos interiores estelares, que são processos de fusão nuclear de um elemento, como a “queima” desse elemento.



Em seguida, o deutério (^2H) produz o ^3He :



As equações (1.1), (1.2) e (1.3) devem ocorrer duas vezes para prosseguirem as reações da cadeia p-p. E, finalmente, o ^3He produz o ^4He , como mostra a equação abaixo:



Como já foi dito, a cadeia p-p é a principal forma de produção de energia para estrelas com temperaturas centrais inferiores a $2 \times 10^7 \text{ K}$. Enquanto uma estrela permanece na Sequência Principal, todo hélio por ela produzido acumula-se em seu interior, enquanto o hidrogênio é consumido. À medida que o núcleo se torna rico em hélio, a região central da estrela começa a se contrair e se aquecer. Esse aquecimento faz com que a produção de energia através do ciclo CNO torne-se mais importante do que a cadeia p-p (Iben, 1962).

O ciclo CNO para a produção de ^4He , que tem os elementos C, N e O funcionando como catalisadores, se dá da seguinte forma¹:



¹ As reações (1.5) a (1.10) consistem no que é denominado ciclo CN. Esse ciclo pode ser complementado por um outro conjunto de reações denominadas ciclo ON para temperaturas $T \geq 1.7 \times 10^8 \text{ K}$ (Maciel, 1999).

Com essas reações, aos poucos o hidrogênio na região central da estrela se esgota, restando ali apenas um núcleo inerte de He, e surge uma camada de queima do hidrogênio imediatamente acima deste. Nesse momento, a estrela passa por uma contração global, que, por sua vez, provoca um aumento das temperaturas centrais.

1.1.2 1ª Dragagem e RGB

O tempo de evolução das estrelas, após a fase da Sequência Principal, é pequeno se comparado ao tempo de vida total. No entanto, são nessas fases subseqüentes que as estrelas contribuem mais expressivamente para o enriquecimento do meio interestelar.

A fase de Sequência Principal termina quando o hidrogênio se esgota no núcleo. O cenário resultante é o de um núcleo inerte de He, uma camada de queima de hidrogênio estreitando-se e um envoltório de hidrogênio inerte expandindo-se. À medida que esse envoltório se expande, ele resfria e torna-se opaco à radiação (a estrela move-se para a direita do diagrama H-R¹, direção de temperaturas mais baixas, mantendo sua luminosidade aproximadamente constante).

As mudanças nas abundâncias químicas superficiais das estrelas ocorrem quando a base do envoltório convectivo se expande para o interior e traz à tona o material processado naquela região. Esse movimento de ascensão do material produzido no interior estelar é conhecido como dragagem. Quando uma estrela que acabou de deixar a Sequência Principal se aproxima do limite da trajetória de Hayashi², ela desenvolve uma camada convectiva cuja base se expande para suas regiões mais internas, nas quais ocorre a transformação ${}^1\text{H} \Rightarrow {}^4\text{He}$, dando origem ao que denominamos 1ª Dragagem. Nesse momento, ocorre uma mistura da matéria da fotosfera com aquela recém trazida do interior estelar pela dragagem. Desse modo, as abundâncias superficiais são alteradas e o resultado aproximado dessa mudança pode ser resumido da seguinte forma:

¹ Diagrama Hertzsprung-Russel (Diagrama H-R) foi elaborado pelo dinamarquês Ejnar Hertzsprung, em 1911, e pelo americano Henry Norris Russel, em 1913. Ele é um diagrama que relaciona as luminosidades das estrelas a suas respectivas temperaturas superficiais. A evolução de uma certa estrela pode ser representada como uma trajetória nesse diagrama.

² Local no Diagrama H-R em que o transporte de energia no interior de uma estrela se dá puramente por convecção. Essa trajetória é específica para cada estrela, pois é dependente da massa e da composição química da mesma nessa fase evolutiva.

- Diminuição da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, devido à mistura de materiais ricos em ^{13}C e pobres em ^{12}C .
- Decréscimo da abundância de ^{12}C .
- Aumento da abundância de ^{14}N ; todavia, a soma das abundâncias $^{12}\text{C} + ^{13}\text{C} + ^{14}\text{N}$ permanece constante.
- Ocorre um aumento da razão $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ e, em estrelas com $M \geq 1.5M_{\odot}$, uma diminuição da razão $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$. A abundância de ^{16}O , no entanto, permanece inalterada.
- As abundâncias de Li e Be são diluídas, pois os processos no interior estelar destroem esses elementos.

Nessa etapa, o fluxo de energia da estrela supera a capacidade de irradiação através das camadas mais externas e o envoltório acaba se expandindo consideravelmente. A estrela, então, torna-se uma gigante vermelha e segue sua trajetória evolutiva pelo ramo das gigantes vermelhas (RGB – *Red Giant Branch*). Durante toda a fase da RGB a produção de energia se dá apenas pela camada de queima de hidrogênio, localizada imediatamente acima do núcleo de hélio inerte. Com o depósito de He ao longo de todo o RGB no núcleo, a massa nessa região aumenta continuamente, elevando a temperatura e a densidade local.

1.1.3 Queima do He e a 2ª Dragagem

Estrelas de baixa massa e de massa intermediária iniciam o processo de queima do He no núcleo de forma distinta e, portanto, a partir desse estágio, percorrem trajetórias evolutivas também diferentes.

As estrelas de baixa massa¹ apresentam, algum tempo depois de deixar a Sequência Principal, um núcleo de He, onde os elétrons estão degenerados² e a

¹ Massas no intervalo $0.8M_{\odot} < M < 2.3M_{\odot}$.

² A degenerescência dos elétrons ocorre devido as altíssimas densidades ($\rho \gg 10^7 \text{ g/cm}^3$) nos interiores estelares. Como resultado, todos os níveis de energia do gás estão ocupados, e qualquer aumento na densidade força os elétrons a um estado maior de energia.

temperatura ainda não é alta o suficiente para iniciar a queima deste elemento. Assim, essas estrelas permanecem no RGB, enquanto o núcleo se aquece continuamente. Como resultado, a fase de RGB para as estrelas de baixa massa dura muito mais tempo.

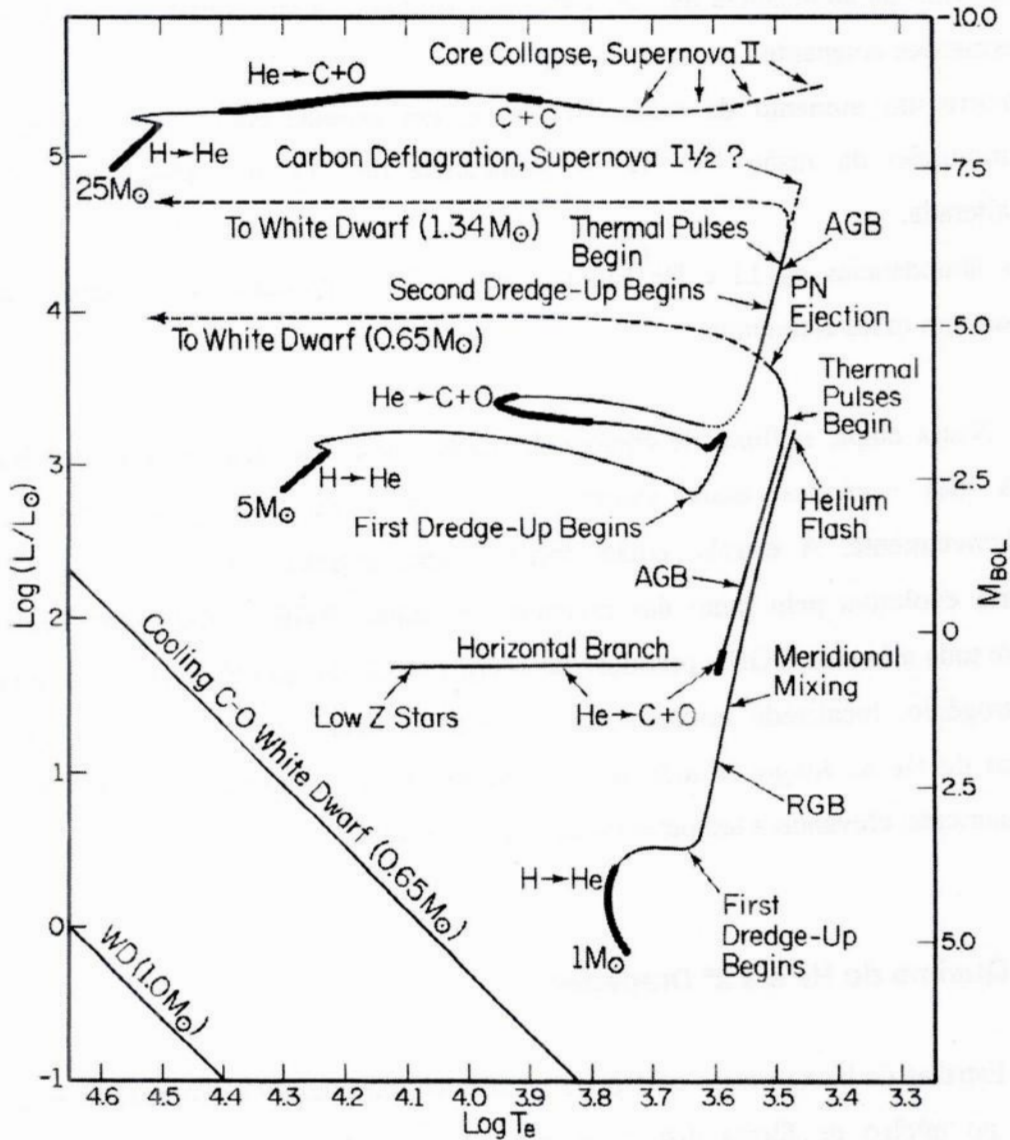


Figura 1: Diagrama H-R com trajetórias evolutivas de estrelas de diversas massas iniciais (extraído de Iben, 1981). Os segmentos espessos marcam as fases em que ocorre a queima no núcleo estelar. Além das fases de RGB e AGB (que será vista no decorrer deste capítulo), estão também representadas as fases mais tardias da evolução dessas estrelas, que não são discutidas nesse trabalho, como a ejeção de uma nebulosa planetária e a posterior formação de uma anã branca ou a explosão de uma supernova.

Quando a temperatura central da estrela passa a ser suficiente para a queima do He, esta se inicia de forma violenta, liberando uma grande quantidade de energia, e o

núcleo passa a estar não mais degenerado. Esse evento explosivo é conhecido como *flash* do He. Depois disso, ocorre uma expansão do núcleo e a luminosidade superficial diminui, uma vez que ocorre uma diminuição da camada de queima de H. As estrelas de baixa massa permanecem nessa fase de queima do He durante cerca de 10^8 anos (Iben, 1990). A Figura 1 ilustra o exposto. Pode-se observar nesse Diagrama H-R a longa trajetória da fase de RGB das estrelas de baixa massa, representadas pela trajetória de uma estrela de $1M_{\odot}$, e a queda da luminosidade dessa estrela logo após o *flash* do He.

As estrelas de massa intermediária¹ também passam por uma fase de aumento contínuo da temperatura e da densidade de suas regiões centrais durante toda a fase de RGB e, após a primeira dragagem, quando seu núcleo atinge temperaturas e pressões de aproximadamente 10^8 K e 10^4 g/cm³, respectivamente, inicia-se a fusão do He de forma não violenta.

A queima do He ocorre através da reação triplo-alfa, na qual três partículas alfa (três núcleos de ^4He) são convertidas em um átomo de ^{12}C . A reação é mostrada a seguir:



Durante essa fase de queima do He, outras reações também estão ocorrendo, propiciando a geração de ^{16}O e ^{20}Ne :



Tanto o núcleo das estrelas de baixa massa quanto o das de massa intermediária, nessa fase evolutiva, se expandem e crescem em massa. A camada de queima de hidrogênio ainda é uma fonte de energia dessas estrelas, porém, não mais significativa.

Conforme o He vai se esgotando no interior da estrela, um núcleo de carbono-oxigênio (C-O) se desenvolve, mas a temperatura da estrela nesse momento não é suficiente para que a fusão no núcleo continue. Antes de a estrela passar para a fase

¹ Massas no intervalo $2.3M_{\odot} < M < 9M_{\odot}$.

subseqüente de sua evolução, fase AGB, ela experimenta novamente uma contração do núcleo e um aumento da temperatura local proveniente da liberação de energia gravitacional, resultando numa expansão da atmosfera estelar (e do envoltório rico em hidrogênio).

Com a expansão da camada convectiva para o interior da estrela, mais uma vez ocorre a ascensão da matéria produzida no interior estelar à superfície, isto é, a 2ª Dragagem. Dessa vez, elementos resultantes da queima do He são trazidos à superfície e as abundâncias superficiais são novamente alteradas. O resultado aproximado dessa mudança pode ser resumido da seguinte forma:

- Aumento na abundância de ^{14}N , uma vez que o ^{12}C e o ^{16}O usados nas reações nucleares acabam produzindo ^{14}N .
- Leve aumento da abundância de ^4He .
- Decréscimo da razão $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ devido à mistura de material pobre em ^{16}O .

1.1.4 AGB e a 3ª Dragagem

O cenário até o momento é o de uma estrela cujo núcleo de C-O encontra-se degenerado pelas altíssimas densidades. Além disso, encontram-se duas camadas de queima, de hélio e de hidrogênio, que são responsáveis pela produção de energia e, finalmente, um envoltório convectivo de elementos trazidos à tona durante a 2ª Dragagem. É conveniente dispor as estrelas da fase AGB¹ em dois grupos, correspondentes a etapas diferentes de sua evolução: as AGBs de tipo inicial (E-AGB, *Early-AGB*) e as AGBs de pulsos térmicos (TP-AGB, *Thermal Pulses-AGB*).

As E-AGBs são as que apresentam uma camada de queima de hidrogênio inativa e outra de queima do hélio. Apesar de pequena, essa é responsável pela maior parte da energia que atinge a superfície. O núcleo de carbono-oxigênio permanece degenerado, e sua temperatura abaixo do necessário para iniciar a fusão desses elementos. Pouco antes

¹ AGB ou Asymptotic Giant Branch. O termo assintótico é uma alusão ao fato de que as estrelas de massa $M < 1M_{\odot}$, quando no AGB, seguem uma trajetória evolutiva no Diagrama H-R paralela à trajetória percorrida no RGB (ver Figura 1).

do fim da fase de E-AGB, o hidrogênio reinicia sua queima em uma camada externa ao núcleo da estrela, e tem início a fase de pulsos térmicos.

Na fase de TP-AGB, a temperatura do núcleo tende a permanecer próxima ao valor da temperatura na casca de queima de He, cerca de 10^8K , um valor muito abaixo do necessário para iniciar a queima do carbono. As camadas de queima, de hidrogênio e de hélio, se tornam instáveis ao se alternarem como fonte de energia da estrela. A partir do material criado na zona de queima de H, a massa da casca de He cresce, o que leva a um aumento da densidade e da temperatura em sua base. Cada pulso térmico ocorre à medida que a densidade e a temperatura na camada de queima do He ultrapassam um determinado valor crítico, ou seja, os pulsos ocorrem quando a taxa de produção de energia pela reação triplo-alfa torna-se mais alta que a taxa pela qual a energia é transportada por difusão radiativa. A luminosidade da estrela, nesse momento, pode aumentar até 5 ordens de grandeza acima do seu valor mínimo (Jaschek & Jaschek, 1987).

Nesse momento, a matéria é empurrada radialmente para fora da estrela e o envoltório, ao se expandir, também se resfria. O resfriamento interrompe a fusão na camada de queima de hidrogênio. O fluxo de energia proveniente da camada de queima de He é tão elevado que a zona convectiva alcança a base dessa camada. Após um pico de produção de energia, a camada de queima deixa de ser convectiva e o envoltório começa a se retrair. Logo, o hidrogênio volta a queimar, tornando-se, novamente, a fonte primária de produção de energia. Esse período de queima estável da camada de hidrogênio é conhecido com fase interpulso. Com a deposição contínua de He na camada de queima daquele elemento, esta logo volta a ser a fonte primária de energia, e o ciclo se reinicia. Vários pulsos se sucedem e, a cada ciclo, a amplitude do pulso aumenta até atingir um limite assintótico (Iben & Renzini, 1983).

As abundâncias observadas nas atmosferas das estrelas AGB não se restringem aos elementos sintetizados pelas reações de cadeia p-p, ciclo CNO e reação triplo-alfa. Apesar de serem as únicas reações de fusão nuclear que ocorrem em estrelas de baixa massa e massa intermediária, os processos de nucleossíntese não param por aí, como veremos na subseção seguinte.

A produção de energia tem, no início da fase de pulsos térmicos, seu máximo alcançado, isto é, a estrela atinge seu máximo de luminosidade. A Figura 2 apresenta um resumo esquemático da fase de pulsos térmicos. Conforme exposto, é também nessa fase que o envoltório convectivo aprofunda-se em direção ao interior da estrela, alcançando a região rica em carbono. Assim se estabelece um mecanismo muito

eficiente de transporte dos elementos gerados no interior estelar à superfície. É a 3ª dragagem, ou 3ª série de dragagens, que é, de longe, o mecanismo de mistura mais eficiente experimentado pela estrela até então. O resultado aproximado das mudanças ocorridas nas abundâncias superficiais pode ser resumido da seguinte forma:

- Elevado aumento nas abundâncias de elementos gerados através da nucleossíntese por processo s.
- Ascensão dos elementos ${}^4\text{He}$, ${}^{22}\text{Ne}$ e ${}^{25}\text{Mg}$ e conseqüente aumento nas abundâncias relativas a esses elementos.
- Aumento significativo de ${}^{12}\text{C}$, resultando numa razão fotosférica de $\text{C/O} > 1$.

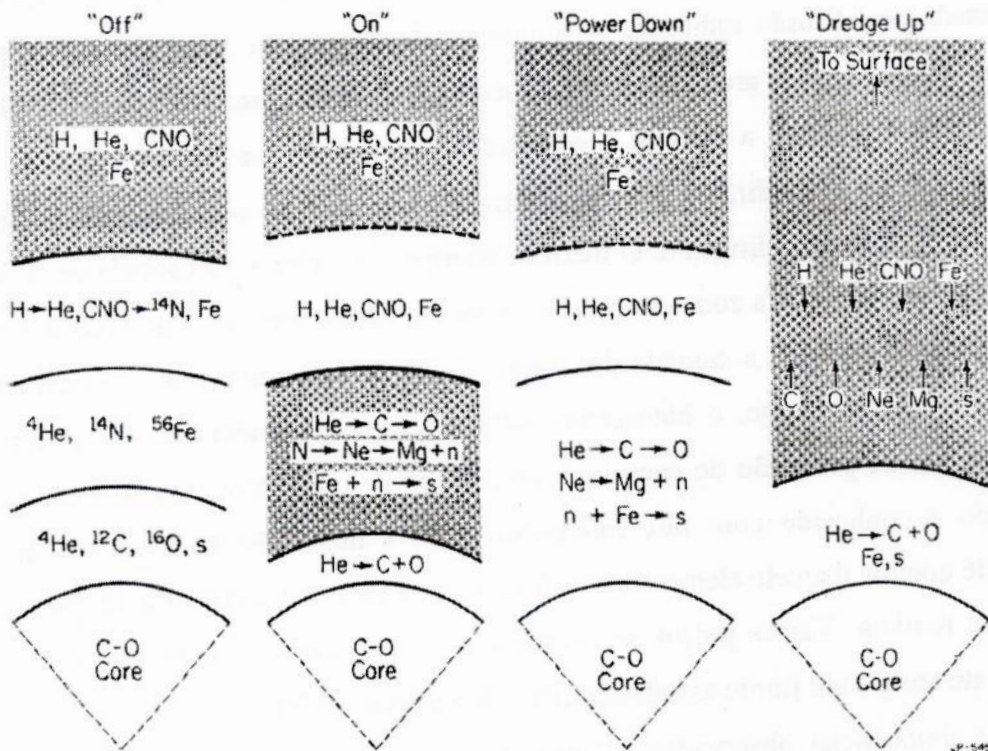


Figura 2: Resumo esquemático da nucleossíntese e da 3ª dragagem durante a fase de pulsos térmicos da TP-AGB (extraído de Iben, 1981). Esta é uma representação qualitativa, onde o autor não se preocupou em representar as verdadeiras escalas nos raios ou nas massas. Na fase "Off", fase de queima na camada de queima do H, há apenas a conversão de H em He e CNO em ${}^{14}\text{N}$ e a dragagem desses elementos representada pela região achurada. Na fase "On", fase de queima na camada de queima do He, além da conversão de He em ${}^{12}\text{C}$ e ${}^{16}\text{O}$, ocorre ainda a conversão de ${}^{14}\text{N}$ em ${}^{22}\text{Ne}$ e posteriormente em ${}^{25}\text{Mg}$, proporcionando a liberação de neutrinos e a produção de elementos via processo s. A estrela passa, então, por uma fase de queima estável na camada de queima do He, fase "Power Down", onde ocorre em seguida uma fase de dragagem profunda dos elementos recém produzidos para a superfície ("Dredge up"). Por fim, estabelece-se novamente a queima na camada de queima do H e o ciclo recomeça.

As estrelas carbonadas, que são os objetos de estudo desse trabalho, são estrelas resultantes dessa 3ª dragagem, pois é a partir dessa mistura que as superfícies das estrelas deixam de ser ricas em oxigênio e passam a ser ricas em carbono, o qual, por sua vez, foi trazido do interior estelar.

1.1.5 O processo s

Outro processo fundamental que ocorre na fase de TP-AGB é a captura lenta de nêutrons, principalmente por elementos do grupo do ferro, a chamada nucleossíntese por processo s. Um núcleo captura um nêutron, adquirindo uma massa maior, porém, mantendo seu número atômico inalterado. Esse processo se repete até que o excesso do número de nêutrons sobre o número de prótons torne o núcleo instável. Então, este sofre um decaimento beta (β^-), perdendo um nêutron e adquirindo um próton (mantendo seu número de massa constante, mas convertendo-se em um outro elemento), com a emissão de um elétron e um neutrino:



Se o núcleo resultante ainda não for estável, ele continua decaindo até alcançar a estabilidade.

Esse é o processo principal para a formação de elementos do grupo do ferro. Ele é denominado “lento”, pois ocorre em escalas de tempo longas com relação ao tempo de decaimento β , o que requer um fluxo moderado de nêutrons livres. A oferta de nêutrons nas estrelas do ramo assintótico se deve, basicamente, a duas reações que podem ocorrer nas camadas de queima:



e



A reação (1.16) se refere à produção da oferta de nêutrons em estrelas de massa intermediária durante a fase de pulsos térmicos na camada de queima de hélio, acontecendo na camada convectiva onde as temperaturas são altas o suficiente para permitir a reação. A oferta de ^{22}Ne existe porque ele é um dos produtos do ciclo CNO. Por outro lado, a reação (1.17) diz respeito a estrelas de baixa massa, nas quais as temperaturas não são tão altas, porém também localizadas na camada de queima de hélio. A oferta de ^{13}C está ligada apenas à oferta de prótons nessa camada de queima.

Outra condição necessária para que ocorra o processo é a existência de núcleos capazes de absorver esses nêutrons. Como essa captura é feita principalmente por elementos do grupo do ferro, é necessário que essas estrelas já apresentem um enriquecimento desses elementos na nuvem primordial de sua criação. Esses núcleos, a partir de capturas sucessivas, formam elementos como Co, Ni, Cu, Zn, alcançando até o ^{209}Bi com $Z=83$ (Maciel, 1999).

1.2 Um Pouco Mais sobre as AGBs

As estrelas AGB que vemos hoje, se formaram já há algum tempo, conforme foi descrito na sessão anterior. E a presença desse tipo de estrela em uma determinada galáxia pode nos informar algo sobre sua história.

1.2.1 Variabilidade na Luminosidade e Localização na Galáxia

As estrelas AGBs mais brilhantes, com luminosidades acima de $30000L_{\odot}$, possuem cerca de 100 milhões de anos, enquanto as com $3000L_{\odot}$ (AGBs encontradas em aglomerados globulares) podem passar de 10 giga-anos.

Outras estrelas podem ser usadas como traçadoras da história da galáxia, porém as estrelas AGBs possuem algumas vantagens sobre as demais. Em qualquer galáxia, as AGBs são as estrelas vermelhas mais brilhantes¹. Outra vantagem é que elas estão em seu brilho máximo no infravermelho próximo, onde, freqüentemente, os efeitos da extinção interestelar não são importantes. Por outro lado, o tempo de permanência das

¹ Com exceção de algumas raras estrelas supergigantes vermelhas recentes.

estrelas na fase de AGB é curto e, portanto, esses objetos são raros, fato que se apresenta desvantajoso se sua população progenitora for pequena, como o é em galáxias anãs.

Estrelas AGBs de todas as massas passam eventualmente pela fase de pulsos térmicos, estágio em que elas atingem seu máximo de luminosidade. Num trabalho teórico (Vasiliadis 1993), sugeriu-se que a fase de pulsos térmicos teria início para estrelas com¹: $1M_{\odot}$ ao atingirem a magnitude bolométrica de -3.1, $2M_{\odot}$ atingindo a magnitude de -3.3 e $5M_{\odot}$ com magnitude -5.7. Ao medirmos a magnitude bolométrica de uma estrela, não podemos assumir que ela tenha alcançado seu máximo de luminosidade. Podemos unicamente afirmar um limite superior para sua idade. Estrelas AGBs próximas dessas magnitudes finais apresentam freqüentemente uma das características abaixo:

- São carbonadas intrínsecas
- São variáveis de longo período (LPV, *Long Period Variable*) com grandes amplitudes (variação da intensidade $\Delta I > 0.5$), incluindo estrelas variáveis tipo Mira.
- Apresentam um espesso envoltório circumstelar.

É importante lembrar ao leitor que algumas estrelas carbonadas detectadas são extrínsecas e, portanto, não são AGBs. A variabilidade está presente quase sempre nas estrelas AGBs, mas a amplitude da variação pode ser muito pequena (décimos de magnitude). Variáveis com pequenas amplitudes, no intervalo $0.1 < \Delta I < 0.3$, são usualmente irregulares, enquanto variáveis Mira, com altas amplitudes, possuem períodos mais bem definidos.

As estrelas AGBs podem ser localizadas na Galáxia através de suas características físicas tais como período de variação de luminosidade e sua magnitude bolométrica (Habing & Whitelock, 2004). As estrelas de tipo Mira são bastante úteis, não só porque são estrelas AGBs, mas também porque suas magnitudes absolutas estão estritamente correlacionadas com seus períodos e, portanto, suas distâncias podem ser calculadas. Estrelas com curto período de pulsação, em torno de 200^d , atingem distâncias ao disco galáctico maiores do que as Miras de longo período ($500-600^d$).

¹ Os dados numéricos de magnitudes bolométricas limites descritas a seguir dependem da metalicidade inicial da estrela e da forma como a perda de massa é abordada.

1.2.2 Perda de Massa e a Formação do Envoltório Circunstelar

A perda de massa estelar, sob a forma de ventos, é um fenômeno importante, não só para a evolução de uma estrela, mas também para o enriquecimento do meio interestelar, uma vez que cerca de 90% da matéria ejetada nesse meio é proveniente desse fenômeno (Sedlmayr, 1994). A maior parte das estrelas possui um vento estelar, isto é, um gás que se expande para fora da superfície da estrela. A taxa com que ocorre essa perda de massa e a velocidade desse gás em expansão dependem fortemente das condições físicas estelares. A futura trajetória evolutiva da estrela e a possibilidade da formação de diversas subestruturas nas estrelas AGBs dependem da forma como acontece essa perda de massa.

Nas estrelas AGBs, o mecanismo de perda de massa é bastante eficiente. As taxas máximas observadas para a perda de massa de uma estrela são de cerca de $10^{-4} M_{\odot}$ por ano, denotando que a estrela irá perder uma massa solar dentro de 10^4 anos, que mesmo para uma estrela AGB corresponde a um intervalo de tempo bastante curto. Comparado aos padrões astronômicos, o vento das AGBs é relativamente lento com velocidades terminais típicas variando de 3-30km/s. Através das observações pode-se constatar que os grãos de poeira são os principais constituintes da matéria em expansão nos ventos estelares, o que suscitou algumas sugestões de que a perda de massa ocorreria, de fato, devido à própria pressão de radiação dos grãos de poeira (Olofsson, 2004). A composição química do gás e da poeira nesses ventos reflete a composição química da atmosfera estelar no momento em que esse material é ejetado.

Em uma estrela com uma baixa taxa de perda de massa, o envoltório circunstelar manifesta-se no espectro estelar com um ligeiro excesso no infravermelho. No entanto, estrelas com altas taxas de perda de massa apresentam um espectro estelar totalmente obscurecido, ou seja, toda a radiação emitida nos comprimentos de onda da região visível e do infravermelho próximo será eventualmente absorvida pela poeira do envoltório circunstelar e, posteriormente, re-emitida em comprimentos de onda maiores. Em geral, as taxas de perda de massa em estrelas AGBs não chegam a níveis tão extremos, de forma a ainda ser possível que se estude a estrela e seu envoltório circunstelar simultaneamente, apesar de nem sempre ser possível separar bem essas duas componentes.

Uma consequência direta do processo de perda de massa de uma estrela AGB é a formação de um envoltório circunstelar em expansão, ou seja, o gás e os grãos

microscópicos que escapam da atração gravitacional da estrela (o vento estelar) formam um envoltório ao redor da estrela AGB. Os envoltórios estelares são estruturas complexas, sujeitas às oscilações da estrela central, que pode ter seu raio aumentado em até 30% durante um pulso (Jura, 1984), e também às variações de fluxos de matéria e aos processos físico-químicos que ocorrem dentro desses fluxos, como, por exemplo, a condensação de grãos.

Como foi dito acima, a presença da poeira é o fator dominante na opacidade total do envoltório. Isso se dá porque os grãos de poeira tendem a interagir com a radiação estelar de forma mais eficiente que as moléculas e os átomos também presentes no envoltório. Há duas condições imprescindíveis para que ocorra a formação dos grãos de poeira em atmosferas de estrelas AGBs: baixas temperaturas e altas densidades. Em termos de atmosferas estelares, essas duas condições parecem contraditórias, uma vez que baixas temperaturas só podem ser alcançadas a certa distância acima da fotosfera onde a densidade é muito mais baixa que na fotosfera¹. No entanto, na atmosfera de uma estrela pulsante, a expansão das camadas mais externas para fora da atmosfera, pode criar temporariamente uma região com gás relativamente denso a uma dada distância da fotosfera onde as temperaturas são mais baixas, aumentando a eficiência da formação dos grãos de poeira.

Uma investigação detalhada no espectro de distribuição de energia² revela bandas características que podem ser atribuídas às partículas sólidas e aos grãos microscópicos. A natureza desses está relacionada diretamente com a química da estrela, a qual, por sua vez pode ser determinada, na maior parte dos casos, pela razão C/O. Observa-se que, para estrelas carbonadas, uma composição típica desses grãos é o carbono amorfo e o carbeto de silício (SiC). Uma análise espectroscópica, ainda mais detalhada, revela a presença de linhas espectrais de várias espécies atômicas e moleculares do envoltório circunstelar.

A fim de tentar descrever o cenário das AGBs, podemos, para simplificar o problema, dizer que a estrela está cercada por material que pode ser dividido em três zonas distintas (Habing & Olofsson, 2004). A primeira refere-se às camadas mais internas da grande atmosfera estelar (zona A), onde se pode observar um decréscimo

¹ Em uma atmosfera hidrostática, a densidade de gás decresce exponencialmente com o aumento da distância em relação à fotosfera.

² Ou SED, *spectral energy distribution*.

exponencial da densidade e da temperatura da matéria com a distância radial. Uma outra zona, no extremo oposto, é o envoltório circunstelar ou zona C que pode ser definida como a região onde o vento estelar alcança sua velocidade final de expansão para fora da estrela. Ignorando pequenas estruturas devido a diferentes taxas de expansão da matéria durante os períodos de pulsos da estrela, temos que, no envoltório circunstelar, a distribuição da densidade da matéria varia segundo o inverso do quadrado da distância à fotosfera da estrela. Por fim, entre a zona A e a zona C, encontra-se uma região de transição com estrutura complexa, a zona B. Nessa região, as condições da perda de massa se estabelecem e a velocidade do vento (o gás em movimento) é acelerada.

1.3 Conhecendo as Estrelas Carbonadas

As estrelas carbonadas recebem esse nome por serem estrelas ricas em carbono. Como já discutimos, esses objetos são estrelas AGBs que possuem em suas atmosferas uma abundância maior de carbono do que de oxigênio, de modo que a maior parte do seu oxigênio se liga a átomos de carbono para formar moléculas de CO, e, conseqüentemente, as demais moléculas oxigenadas passam a ser raras nesses meios. Essas estrelas carbonadas estão localizadas no topo do ramo assintótico das gigantes, e podemos sintetizar suas características conforme abaixo:

- Razão C/O > 1, carbono é o elemento mais abundante.
- Temperatura efetiva média: cerca de 2500 - 3000K
- Raio estelar médio: cerca de 400R_☉
- Magnitude bolométrica: 1 - 3 mag
- Massa da estrela progenitora: 1.2 - 3 M_☉

O principal propósito em se classificar estrelas ricas em carbono é compreender os efeitos observáveis de sua evolução e da sua interação com o meio interestelar, uma vez que esses objetos estão constantemente perdendo massa para o meio interestelar.

As estrelas carbonadas são objetos evoluídos, ricos em moléculas complexas (poliatômicas) em suas fotosferas e envoltórios. Muito mais do que gás frio, observa-se também a presença de poeira quente em seus envoltórios. Como o meio interestelar é

mais rico em oxigênio do que em carbono, a inversão da razão C/O nas estrelas carbonadas só pode acontecer devido a enriquecimento interno (evolução, processos de dragagem - característicos de carbonadas intrínsecas) ou a processos externos (interação com o meio - característico de carbonadas extrínsecas).

Há grupos de estrelas carbonadas em que o enriquecimento de carbono não provém de processos de dragagem, não é resultado da evolução ao longo do ramo das AGBs mas, sim, da transferência de matéria de uma companheira próxima, ou seja, sua abundância de carbono é resultado de seu meio. Há ainda estrelas carbonadas que não se enquadram claramente em nenhum dos dois cenários, que são as chamadas estrelas carbonadas de tipo J.

1.3.1 Características Espectrais na Região Visível do Espectro

Estrelas carbonadas compõem um grupo difícil de se trabalhar espectroscopicamente no visível. O espectro verde-vermelho das estrelas carbonadas é dominado pelas bandas de $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ do sistema de Swan e pelas bandas de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ do sistema vermelho (*red system*). Também estão presentes em algumas estrelas carbonadas as bandas isotópicas $^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ e $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$. Todas essas bandas que observamos na região visível do espectro foram formadas na fotosfera. Nas estrelas carbonadas, as bandas moleculares são tão fortes que acabam obscurecendo a maior parte das linhas atômicas. A opacidade molecular e a grande escassez de linhas no azul conspiram contra a classificação por temperatura e luminosidade nesse intervalo de comprimento de onda. Mas, apesar desses impasses, as estrelas carbonadas são reconhecidas em 4 grupos espectrais principais – R, N, CH e J (segundo a classificação de Keenan, 1993) – e ainda outros pequenos grupos raros como as estrelas carbonadas que apresentam deficiência de hidrogênio – Hd.

A característica básica das estrelas tipo R é o fluxo relativamente intenso na região azul-violeta do espectro óptico e uma força moderada das bandas isotópicas. Elas também não apresentam linhas dos elementos gerados pelo processo s, ou seja, assim como as J, não são enriquecidas por esses elementos. As estrelas tipo N apresentam uma absorção intensa no azul (fluxo na região é muito fraco), bandas isotópicas variando de fracas a inexistentes e apresentam também um aumento da intensidade das linhas de elementos gerados pelo processo s, como é o caso do Ba. As estrelas tipo CH são

caracterizadas por bandas intensas da molécula de CH. E as estrelas tipo J apresentam fortes bandas isotópicas com o ^{13}C e, assim como as do tipo R, não apresentam linhas intensificadas de elementos do processo s. As diferenças espectrais no visível entre esses quatro tipos de estrelas carbonadas podem ser observadas na Figura 3.

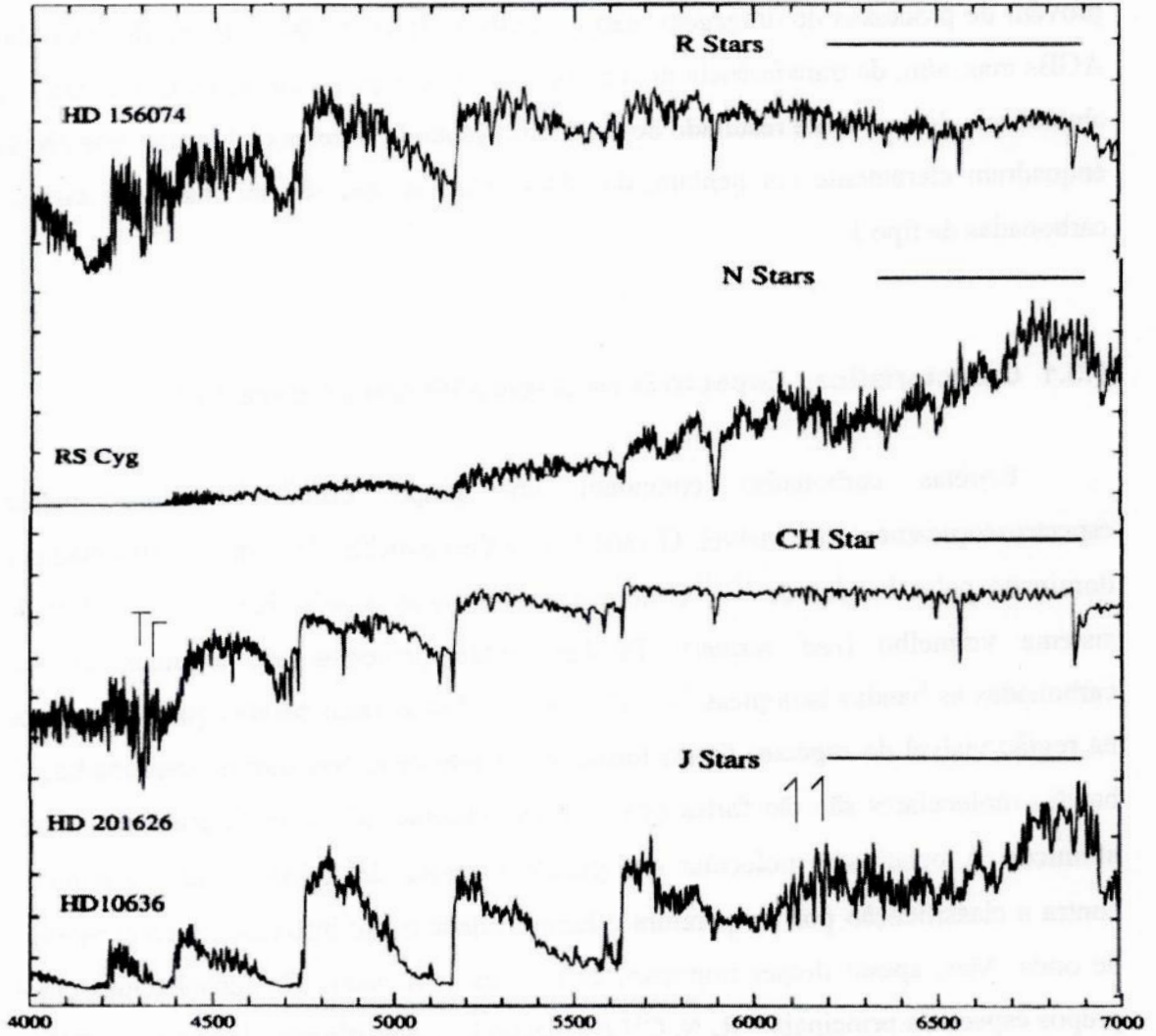


Figura 3: Espectros comparativos das estrelas carbonadas R, N, CH e J na região visível. As bandas CH e as bandas isotópicas características dos últimos dois grupos de estrelas carbonadas estão assinaladas. O eixo das ordenadas representa um fluxo normalizado, e o das abscissas, a distribuição dos comprimentos de onda (Å). Adaptado de Barnbaum *et al.*, 1996.

1.3.2 Características Espectrais no Infravermelho

Apesar de as estrelas AGBs carbonadas terem seu fluxo bastante reduzido ao caminharmos em direção à região azul do espectro, elas são bastante brilhantes no infravermelho próximo. Analisando as principais características espectrais das estrelas carbonadas no I.R. (*Infra-Red*), vemos que, no infravermelho próximo, ocorre uma absorção característica dessas estrelas em $3.1\mu\text{m}$ atribuída à combinação de moléculas de HCN e H_2C_2 . No infravermelho médio, identificamos uma emissão em $11.3\mu\text{m}$, devido à presença de grãos de SiC, e uma banda em $30\mu\text{m}$ que provavelmente está associada à molécula de MgS. Essas características espectrais são evidências da existência de um envoltório circumstelar rico em poeira.

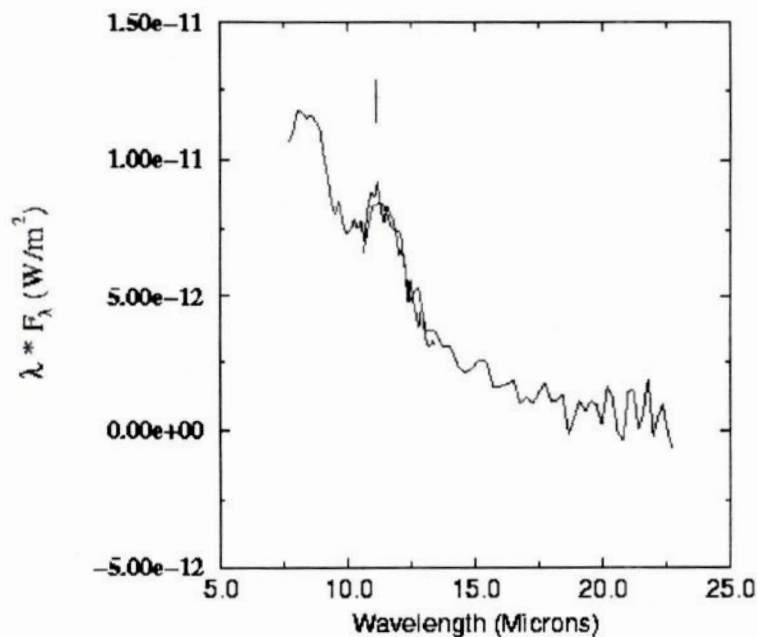


Figura 4: Espectro representativo LRS-IRAS da estrela carbonada, RY Hya, no infravermelho próximo. A emissão em $11.3\mu\text{m}$ está assinalada. O eixo das ordenadas representa o fluxo (W/m^2), e o das abscissas, a distribuição dos comprimentos de onda (micrômetros, μm).

A Figura 4 mostra um espectro obtido com o satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*), uma excelente ferramenta no estudo de estrelas com envoltório rico em gás e poeira, uma vez que os dados no infravermelho dessas fontes revelam a química desses envoltórios.

2 Amostra e Tratamento de Dados

Seleção das estrelas e redução de seus espectros

As condições físicas que se apresentam ao longo da evolução das estrelas carbonadas permitem a formação de grãos em seus envoltórios. Esses, por sua vez, possuem a propriedade de obscurecer os comprimentos de onda mais curtos, isto é, absorvem parte da radiação no visível e a re-emitem em comprimentos de onda maiores.

No presente trabalho, desenvolvemos um estudo de diversas propriedades desses objetos ricos em carbono. A principal diferença deste trabalho para as demais análises existentes na literatura é que, ao invés de concentrarmos nossos esforços em uma única região do espectro, disponibilizamos, para as estrelas selecionadas, informações envolvendo um grande intervalo de comprimentos de onda, desde a região azul do espectro até o infravermelho médio, oferecendo uma visão ampla das principais características das estrelas carbonadas.

Muitas estrelas ainda não têm uma classificação espectral definida. Para essas, e também para as já catalogadas, iremos determinar uma classificação de acordo com os índices já empregados na literatura e segundo diferentes espécies de grãos. Para isso, dispomos de espectros em diferentes faixas espectrais.

2.1 Seleção da Amostra

As estrelas carbonadas foram selecionadas com base em dados colhidos na literatura. Quase todas possuem uma classificação espectral ainda incerta e algumas sequer tiveram uma proposta até o momento. Isso decorre do fato de que muitas estrelas frias e evoluídas foram classificadas segundo critérios que se baseavam na intensidade de linhas na região azul do espectro visível. Tal critério deixa muito a desejar para as estrelas carbonadas frias, pois possuem excesso de gás e poeira no envoltório, que resulta numa extinção bastante acentuada nessa região espectral. Por isso, muitos trabalhos iniciais com essas estrelas consideraram erroneamente essa deficiência de

radiação na região azul e classificavam-nas como ainda mais vermelhas do que realmente são.

A seleção foi feita, também, objetivando-se fazer um estudo bastante amplo dessas estrelas tardias. A publicação relativamente recente de algumas *surveys* de fontes pontuais no infravermelho, IRAS e ISO¹, foi imprescindível para esse fim, pois, a partir dos dados dos dois satélites, pôde-se fazer um estudo dos envoltórios de poeira dessas estrelas.

A amostra, selecionada para ser observada a partir do hemisfério sul, é composta por estrelas brilhantes e não muito frias, o que permitiu que se obtivesse espectros com uma alta razão sinal/ruído (S/R). Ela foi escolhida também de modo a conter estrelas com diferentes características em seus envoltórios circunstelares, para que fosse possível procurar relações entre suas principais características no infravermelho e no visível. Essa decisão, baseada na diversidade de perfis no infravermelho, deu-se a partir de uma análise inicial das emissões que podem ser observadas nos espectros IRAS.

As classificações atuais para as 43 estrelas selecionadas, encontram-se abaixo na Tabela 1. As estrelas com lacunas em branco são as que ainda não possuem uma classificação definida na literatura.

Tabela 1: Amostra de estrelas utilizadas neste trabalho.

Nome do Objeto	A. R. (J1950.0)	Dec. (J1950.0)	Classe de Envoltório ^a	Classe Espectral	mag V
W Pic	5h 43m 13s	-46° 27' 34"	SiC++:	N0 ^(b)	7,77
Y Tau	5h 45m 34s	20° 41' 30"	SiC	N5 ^(c)	6,95
AA Lep	5h 52m 6,5s	-22° 42' 17"			
BN Mon	6h 21m 53s	7° 20' 52"			8,10
BL Ori	6h 25m 28s	14° 43' 18"	Br2	N5 ^(c)	6,24
V636 Mon	6h 25m 2s	-9° 7' 16"	SiC+		
DH Gem	6h 30m 48s	12° 28' 39"		N0 ^(d)	9,82
CR Gem	6h 34m 24s	16° 4' 37"	Br2		8,90
GP CMa	6h 52m 46s	-12° 9' 56"	SiC		12,10
NP Pup	6h 54m 25,9s	-42° 21' 57"	SE5:	N4.5 ^(c)	6,32
CL Mon	6h 55m 31,9s	6° 22' 40"	SiC	N6 ^(b)	
HV CMa	7h 2m 49,3s	-14° 56' 21"			13,80
RY Mon	7h 6m 52s	-7° 33' 27"	SiC+	N5 ^(c)	7,91
W CMa	7h 8m 3s	-11° 55' 23"	SiC+:	N5 ^(c)	6,56
BO CMa	7h 11m 49,8s	-34° 38' 16"		N0 ^(d)	
BM Gem	7h 20m 52s	25° 0' 3"	SE8	J5- ^(c)	8,43

¹ Maiores informações sobre ambos os satélites serão dadas nas seções seguintes.

Nome do Objeto	A. R. (J1950.0)	Dec. (J1950.0)	Classe de Envoltório ^a	Classe Espectral	mag V
BE CMa	7h 23m 34,8s	-22° 58' 8"		J4.5 ^(c)	9,00
C 749	7h 24m 34s	-4° 37' 52"			13,50
C 849	7h 39m 1,8s	-40° 28' 38"			11,80
C 846	7h 39m 30s	-27° 42' 6"			9,45
C 1003	8h 2m 3s	-38° 11' 44"			10,30
FK Pup	8h 7m 19s	-36° 8' 16"			8,70
RY Hya	8h 20m 1s	2° 46' 8"	SiC+	N5+ ^(c)	8,83
C 1130	8h 20m 34s	5° 11' 35"		R5 ^(d)	9,86
T Cnc	8h 56m 40s	19° 50' 56"	SiC++	N5- ^(c)	9,05
MC79 - 11	8h 58m 54,5s	-60° 47' 38"			11,40
C 1467	9h 28m 48s	-50° 53' 40"			9,48
XZ Vel	10h 15m 28,8s	-49° 50' 47"			7,98
C 1705	10h 34m 16,8s	-62° 41' 50"			8,36
U Ant	10h 35m 9s	-39° 33' 1"	SiC+:	N0 ^(d)	5,78
TV Car	10h 38m 41,8s	-60° 48' 39"	SiC		10,40
V Hya	10h 49m 11s	-20° 59' 6"	Red	N6 ^(b)	9,70
SS Vir	12h 25m 19,8s	0° 47' 52"	Br1	N4.5 ^(c)	6,67
C 2031	12h 44m 28s	-59° 25' 24"			8,86
RX Cru	12h 46m 33s	-61° 29' 54"	SiC+		10,10
RV Cen	13h 37m 36s	-56° 28' 33"	Br1	N3 ^(b)	7,37
V Oph	16h 26m 43,8s	-12° 25' 36"	SiC+	N3 ^(b)	8,86
SU Sco	16h 40m 39s	-32° 22' 47"		N5 ^(c)	8,64
AF Sco	16h 50m 25s	-25° 33' 48"		N0 ^(d)	
IRAS 17176-3939	17h 21m 10s	-39° 42' 13"		N5 ^(c)	
V2309 Oph	17h 24m 1s	-29° 19' 38"			9,96
TW Oph	17h 29m 43,8s	-19° 27' 54"	SiC++	N0 ^(d)	8,20
C 2535	18h 9m 20s	-27° 38' 38"		R6 ^(d)	
V1988Sgr	18h 24m 49s	-27° 39' 20"		N5 ^(e)	
UW Sgr	19h 46m 25,8s	-18° 9' 6"		N5 ^(c)	9,29
BI Cap	20h 31m 40,8s	-11° 53' 11"		N0 ^(d)	8,97

A. R. é a designação à ascensão reta (J1950.0), Dec. à declinação (J1950.0) da estrela, Classe de Envoltório é a classificação atual da estrela segundo seu envoltório circunstelar, a classe espectral é a atualmente aceita para a amostra e mag V é a magnitude aparente das mesmas na banda V. (a) Sloan *et al.*, 1998. (b) Kukarkin *et al.*, 1958. (c) Barnbaum *et al.*, 1996. (d) Sanford, 1944. (e) Keenan & Morgan, 1941.

2.2 Observações no ESO

Os dados na região visível do espectro foram obtidos para que se analisasse a natureza química da fotosfera das estrelas e, também, para que se classificasse ou revisasse a classificação de cada uma delas. Para isso, linhas atômicas e bandas moleculares originadas nas atmosferas desses objetos foram identificadas e analisadas.

Essa análise também é pertinente para que se verifique se estrelas com diferentes classes de envoltórios apresentam diferenças perceptíveis em suas fotosferas.

Para essa etapa do trabalho, utilizamos espectros na região visível observados com variadas dispersões espectrais no Observatório do ESO (*European Southern Observatory*), em La Silla. As observações integram o projeto “Um Atlas Espectroscópico de Estrelas Evoluídas Frias”, liderado por S. Lorenz-Martins. As missões de observação ocorreram no período de 1996-1998 e estão inseridas no acordo ESO-ON, que se iniciou no segundo semestre de 1996.

As regiões espectrais e as dispersões foram escolhidas para se obter o maior número possível de detalhes com observações em baixa resolução. As estrelas observadas somam um total de 41 objetos. Cada um foi observado, pelo menos em duas redes diferentes. Muitas das estrelas foram observadas em até 4 redes espectrais distintas, o que tornou possível uma análise detalhada ao longo do espectro visível.

Foi utilizado o espectrógrafo *Boller and Chivens* acoplado ao telescópio ESO1,52m com foco *Cassegrain* $f/14.9$. O CCD usado nas observações foi o CCD38. Algumas das redes utilizadas na época não estão mais operacionais no observatório hoje. Na Figura 5, mostramos as eficiências das redes nessa configuração, com exceção da rede #11, cuja documentação não mais se encontra disponível.

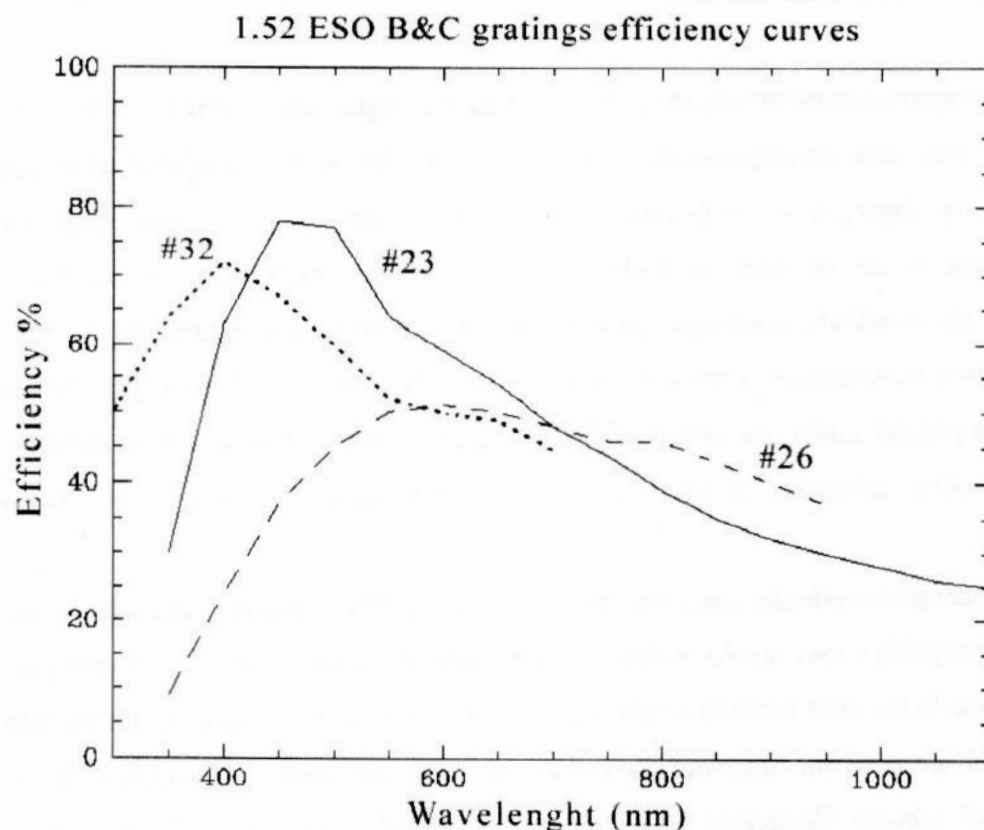


Figura 5: O Gráfico mostra a eficiência de cada uma das redes utilizadas. A rede #11 não possui mais uma documentação disponível, porém é bastante semelhante em eficiência à rede #26. Podemos observar que a rede #23, mostrada pela linha contínua, apresenta um máximo de sua eficiência em 455nm. A rede #26 possui um máximo em 573nm e a rede #32 em 400nm. Adaptado da documentação *on-line* do ESO – La Silla.

Na Tabela 2, abaixo, estão os dados das redes #11, #23, #26 e #32 utilizadas. Podemos observar as diferentes dispersões e resoluções em que as estrelas carbonadas foram observadas, assim como os comprimentos de onda centrais das redes associadas (Å). Os dados foram obtidos, também, da documentação disponível *on-line* do ESO – La Silla.

Tabela 2: Comprimento de onda central, dispersão e resolução das redes espectrais utilizadas

Rede Espectral	λ_c (Å)	Dispersão (Å/mm)	Resolução (Å/pix)
# 11	6000	66	0,99
# 23	5600	126	1,89
# 26a	5800	66	0,99
# 26b	5890		
# 26c	5983		
# 32	5044	32	0,48

2.3 Tratamento dos Dados

As imagens astronômicas, inclusive aquelas que registram informação espectral, apresentam uma série de componentes sistemáticas ou aleatórias não relacionadas aos objetos físicos observados, conhecidas como “erros”. Para que se realize qualquer estudo, no qual se deseje obter resultados de boa qualidade, é necessário que os dados, após serem observados e coletados, passem por, no mínimo, um tratamento de seus principais erros sistemáticos. Para que os dados reflitam condições físicas dos objetos observados é preciso ainda que sejam submetidos a certos procedimentos de calibração. Essas operações integram o que comumente chamamos “redução” dos dados astronômicos.

O processo de redução das imagens foi, de fato, a primeira etapa realizada nesse trabalho, em seguida à escolha do problema a ser abordado, uma vez que as observações já haviam sido feitas num período anterior ao da elaboração desse estudo. O tratamento dos dados, observados no observatório ESO - La Silla, foi feito com a utilização do sistema IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*)¹ – uma versátil ferramenta computacional para a redução e análise de imagens astronômicas.

Optamos por um tratamento completo das imagens obtidas, isto é, não só realizamos os procedimentos básicos nos processos de redução espectroscópica, como, também, calibramos os espectros em comprimento de onda e fluxo. Esse tratamento adicional é imprescindível para que se possa fazer o estudo desejado de análise química do envoltório e a identificação desses principais componentes.

Dentre os processos convencionais de tratamento das imagens astronômicas estão tarefas de remoção de erros sistemáticos, normalização e transformação da imagem bidimensional em um espectro. A correção do desvio sistemático aditivo, o *bias*², que contamina todas as imagens obtidas, foi realizada a partir da tarefa básica

¹ IRAF é distribuído pelo *National Optical Astronomy Observatories*, operado pela *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, sob concordância cooperativa com a *National Science Foundation*.

² Ou viés, corresponde, para um dado pixel da imagem, a um valor constante que é adicionado à contagem de fótons recebida. Em geral cada pixel registra uma contagem de *bias* diferente, e esses valores em conjunto formam uma “imagem”. Esses valores são determinados a partir de várias exposições de tempo nulo em uma noite, das quais se obtém uma correção média a ser aplicada às observações.

CCDPROC. Esta mesma tarefa foi utilizada para correção de desvios de sensibilidade nas imagens observadas, feita a partir da divisão das observações por imagens de *flat-field*¹ normalizadas. Em seguida, utilizamos a tarefa APALL, responsável pela redução da contribuição do céu, que, de outra forma, contaminaria as imagens durante a análise. Ela determina também onde se concentram as maiores contagens da imagem e, por fim, transforma a antiga imagem bidimensional (com linhas e colunas de *pixels*), obtida do CCD, em um espectro unidimensional (com um valor de contagem para *pixels* em uma única linha).

Durante as observações no observatório do ESO – La Silla, foram adquiridas, em conjunto com os objetos de interesse, imagens de lâmpadas de calibração de He-Ar. A partir dessas imagens de referência, realizamos a calibração em comprimento de onda de nossos espectros com o auxílio da tarefa IDENTIFY, onde fazemos cada *pixel* corresponder a um comprimento de onda (λ) associado.

Se o objetivo do estudo fosse fazer uma análise qualitativa, o tratamento descrito até aqui já seria suficiente. No entanto, nesse trabalho tivemos que fazer um estudo quantitativo, isto é, identificar linhas, medir intensidades das mesmas e calcular larguras de bandas moleculares amplamente presentes nessas estrelas carbonadas. Portanto, procedemos com uma calibração de nossos espectros em fluxo.

A calibração em fluxo é um pouco mais complicada, pois além de se ter uma estrela padrão de comparação, é necessário que, como um primeiro passo, todas as estrelas sejam corrigidas de suas respectivas massas de ar², que prejudicam a obtenção do fluxo real da estrela. Essa correção foi feita com o auxílio da tarefa SETAIRMASS. E uma vez aplicada a todos os objetos observados na noite, pudemos prosseguir com a calibração em fluxo propriamente dita. Para que se possa realizar essa calibração é necessário que se tenha observado uma estrela padrão, de fluxo bastante conhecido e estudado. Obtivemos espectros de estrelas de comparação e então, com as tarefas

¹ O *flat-field* é outra implicação da imperfeição dos mecanismos de aquisição, embora diferente do *bias*, pois possui um efeito multiplicativo, isto é, a medida obtida em cada píxel tem seu valor multiplicado por um fator que depende basicamente de sua sensibilidade individual. A “imagem” de *flat-field*, usada para corrigir imagens desse efeito, é obtida através de uma série de exposições do CCD a campos luminosos aproximadamente homogêneos.

² Independente de proceder-se com a calibração em fluxo, deve-se corrigir a massa de ar.

STANDARD, SENSFUNC e CALIB, o fluxo foi corrigido. Na Tabela 3, abaixo, está a lista de estrelas padrões que foram utilizadas nessa etapa de tratamento dos dados.

Tabela 3: Informações das estrelas padrões utilizadas. A. R. corresponde à ascensão reta (J2000.0) e Dec. à declinação (J2000.0). Estão listadas ainda, as magnitudes no visível e o tipo espectral de cada um dos objetos.

Padrão	A. R. (J2000.0)	Dec. (J2000.0)	mag V	Tipo Espectral
HR 1544	04 50 36.72	+08 54 00.6	4.353	A1
HR 3454	08 43 13.48	+03 23 55.2	4.274	B3
HR 4468	11 36 40.91	-09 48 08.1	4.682	B9.5
HR 5501	14 45 30.21	+00 43 02.2	5.673	B9.5
HR 2421	06 37 42.70	+16 23 57.3	1.90	A0

2.3.1 Identificação das Características Espectrais

A etapa seguinte ao tratamento dos dados corresponde à identificação das principais características espectrais nos espectros já reduzidos, isto é, dos principais componentes fotosféricos de cada estrela. Esta identificação foi fundamental, pois toda a análise subsequente de medição da intensidade das linhas e largura equivalente das bandas moleculares dependeu do conhecimento prévio de onde se encontravam essas estruturas.

As estrelas carbonadas possuem em seus envoltórios moléculas ricas em carbono. Como vimos no capítulo anterior, o espectro verde-vermelho dessas estrelas é dominado pelas bandas de C_2 do sistema de Swan e pelas bandas de CN do sistema vermelho (*Red System*). Foram identificadas, portanto, essas bandas moleculares, tanto as normais quanto as isotópicas ($^{13}C^{12}C$ e $^{13}C^{14}N$).

Outro conjunto de bandas moleculares presente em algumas estrelas ricas em carbono é o das bandas de Merrill-Sanford (melhor discutida no Capítulo 3, página 61). A identificação delas se mostrou necessária, uma vez que, quando apresentarmos a análise fotosférica dessas estrelas, essa componente também será discutida.

As figuras a seguir mostram alguns espectros ópticos, em diferentes resoluções, obtidos a partir dos procedimentos mencionados nas seções anteriores. Em destaque estão as bandas moleculares mencionadas acima e algumas outras linhas espectrais. Na Figura 6 estão as estrelas Y Tau e SS Vir com as principais bandas do sistema de Swan.

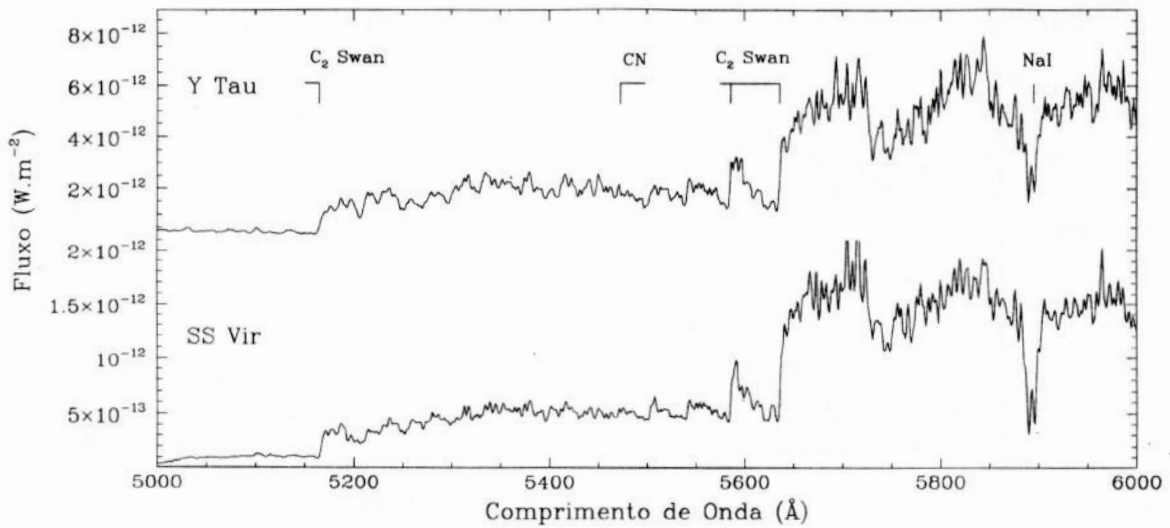


Figura 6: Estrelas Y Tau e SS Vir com as principais bandas moleculares do sistema de Swan e do Red System, identificadas após o tratamento completo de calibração.

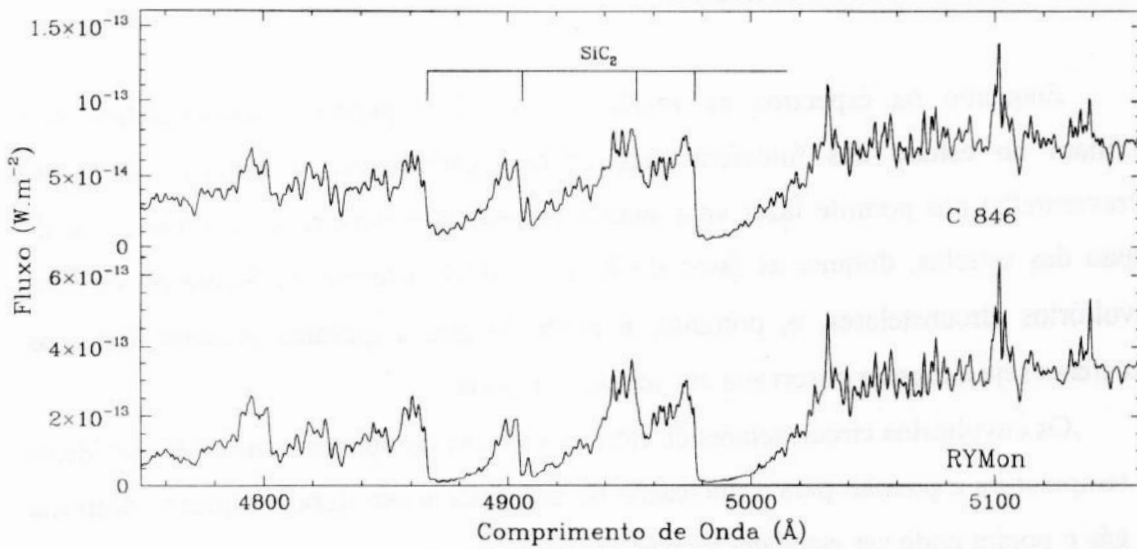


Figura 7: Estrelas C 846 e RY Mon com suas intensas bandas de Merrill-Sanford identificadas.

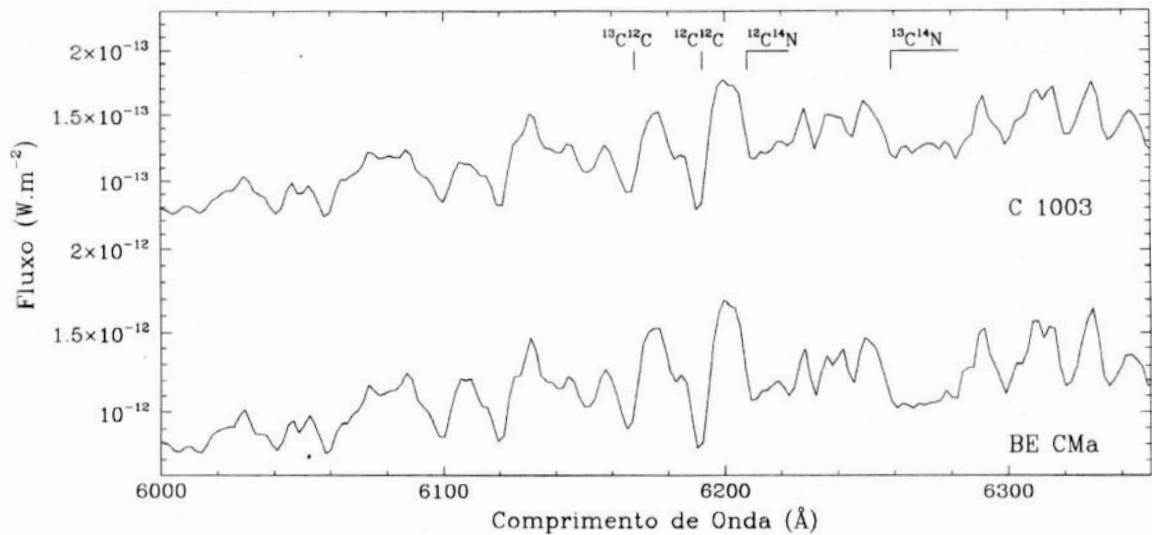


Figura 8: Estrelas C1003 e BE CMa com suas bandas isotópicas $^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ e $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ ressaltadas.

2.5 Dados no Infravermelho

Enquanto os espectros na região visível do espectro eletromagnético nos auxiliam no estudo das fotosferas das estrelas carbonadas, o espectro delas no infravermelho nos permite fazer uma análise de seus envoltórios. A contínua perda de massa das estrelas, durante as fases de RGB e AGB, acarreta na formação de seus envoltórios circunstelares, e, portanto, é esperado que a química presente em suas fotosferas seja a mesma observada em seus envoltórios.

Os envoltórios circunstelares de estrelas carbonadas apresentam condições ideais de temperatura e pressão para a nucleação de grãos. Essa estrutura complexa composta de gás e poeira pode ser estudada através de dados na região infravermelha, onde esses componentes possuem o máximo de sua emissão.

Então, em paralelo ao tratamento dos dados dos espectros no visível, buscamos, para as estrelas carbonadas da amostra, espectros no infravermelho próximo e intermediário na base de dados dos satélites IRAS e ISO (*Infrared Space Observatory*). No infravermelho conseguimos, então, uma cobertura de 2.4 a 45 μm do espectro eletromagnético.

O desenvolvimento de tecnologias de detectores para radiação infravermelha nos anos 60 e 70 fez com que a Astronomia do infravermelho se desenvolvesse rapidamente. *Surveys* infravermelhos foram feitos em terra (TMSS; Valinhos *Survey*),

porém, foram as *surveys* em órbita (IRAS e ISO) que impulsionaram enormemente o estudo dos envoltórios circumstelares.

2.5.1 IRAS - Infrared Astronomical Satellite

Dentre as diversas *surveys* no infravermelho, o satélite IRAS foi, sem dúvida, um dos projetos mais bem sucedidos dos anos 80. Foi a partir da publicação desse catálogo que os estudos de modelagem de envoltórios circumstelares puderam ser iniciados.

Esse satélite, lançado em 1983, observou cerca de 96% do céu em quatro bandas fotométricas no infravermelho. Essas bandas foram centradas em 12, 25, 60 e 100 μm . Além da fotometria, o projeto IRAS disponibilizou, também, espectros obtidos em baixa resolução. Cerca de 5400 LRS-IRAS (*Low Resolution Spectra – IRAS*) foram observados no intervalo de 7.5 a 23 μm com um poder resolutor de 20.

As estrelas com envoltório rico em carbono possuem uma emissão característica nesse intervalo disponível no LRS – IRAS em 11.3 μm referente à presença de grãos de SiC. Essa emissão pode ser observada na Figura 9 abaixo. Diversas outras emissões podem ser observadas nesse intervalo, mas estas ainda não possuem espécies de grãos associadas.

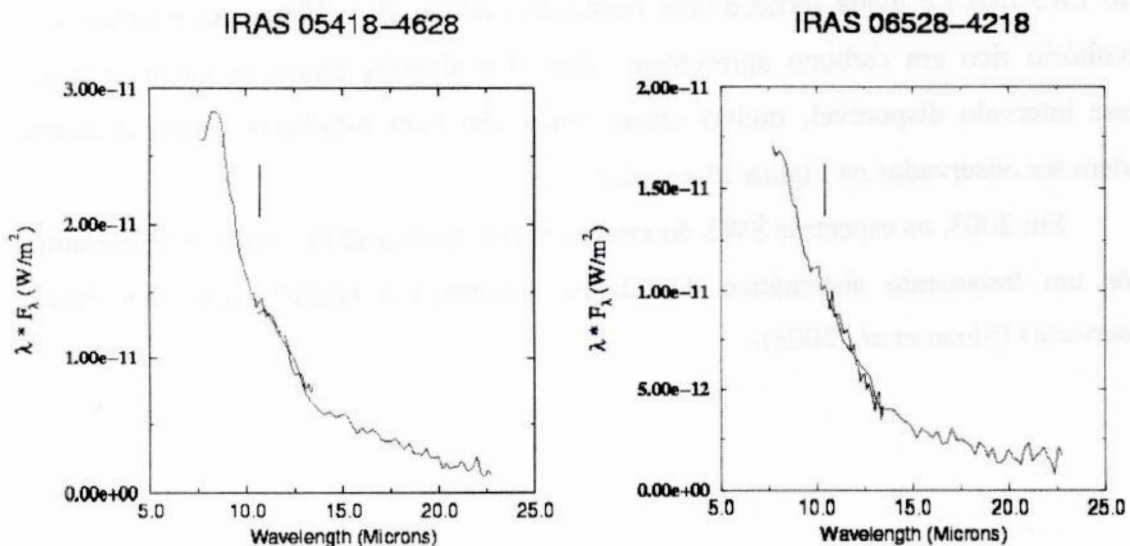


Figura 9: Extraídas do catálogo de fontes pontuais, os dois espectros LRS – IRAS acima das estrelas W Pic (05418-4628) e NP Pup (06528-4218). Nessas duas imagens podemos ver a emissão em 11.3 μm associada aos grãos de SiC.

Apesar dos excelentes resultados alcançados pela comunidade através do catálogo IRAS, a sensibilidade e a resolução espacial limitadas, assim como a limitação em comprimento de onda, fizeram com que novos projetos fossem propostos nessa região espectral.

2.5.2 ISO - Infrared Space Observatory

Após o sucesso do projeto IRAS, outros mais audaciosos começaram a ser pensados. A busca de objetos frios no infravermelho mostrou-se uma ferramenta tão útil na identificação da presença de matéria circumstelar que os projetos duplicaram. Se o IRAS foi um sucesso na década de 80, o satélite ISO foi revolucionário na década de 90.

O satélite ISO esteve em operação de novembro de 1995 até maio de 1998. E operou, durante esse tempo, num intervalo espectral que ia desde 2.5 até 240 μ m, observando um total de 25000 fontes astronômicas. A bordo do satélite estavam quatro instrumentos: uma câmera de infravermelho, um polarímetro e dois espectrógrafos.

Um dos espectrógrafos, o SWS, *Short-Wave Spectrometer*, foi o recurso do satélite que exploramos. Este atuou num intervalo espectral de 2.4 a 45 μ m e forneceu informações valiosas sobre a química do Universo. Permitiu também que se estudassem as condições físicas, tais como temperatura e densidade, de diversos envoltórios circumstelares. O espectro SWS engloba toda a faixa de comprimentos de onda coberta pelo LRS-IRAS e ainda fornece uma resolução melhor ($R \approx 1000$). As estrelas com envoltório rico em carbono apresentam, além das diversas emissões características¹ nesse intervalo disponível, muitas outras ainda não bem estudadas. Essas emissões podem ser observadas na Figura 10 a seguir.

Em 2003, os espectros SWS do satélite ISO tornaram-se disponíveis na literatura após um tratamento sistemático dos dados, incluindo a normalização dos fluxos observados (Sloan *et al.*, 2003).

¹ As emissões características das estrelas carbonadas na região do infravermelho já foram listadas na última seção do Capítulo 1.

SS VIR 14-JUN-1996 SW501
(RA, DEC)=(12^h25^m14.4^s, +00°46'10.7") (J2000) TDT No. 2110013B
SPEED= 1

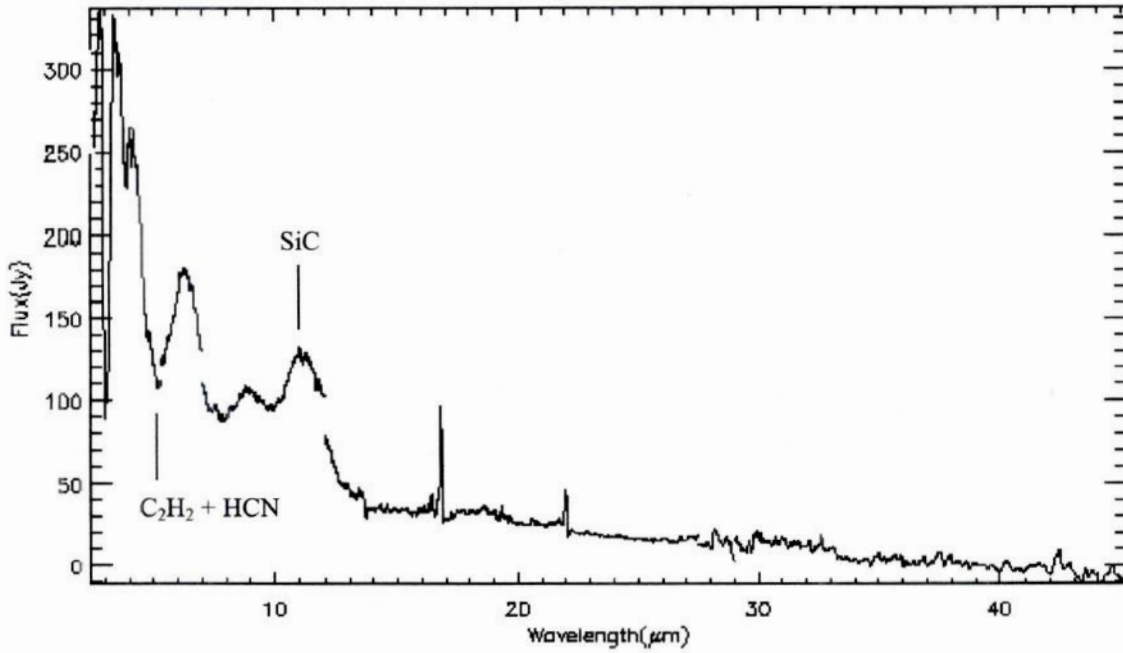


Figura 10: Espectro SWS da estrela SS Vir, onde podemos observar suas diversas características espectrais no infravermelho. Extraído do catálogo *on-line* do projeto ISO.

3 Classificação Espectral no Visível

Catalogando as estrelas carbonadas segundo seus espectros ópticos

O papel dos catálogos de classificação, sejam de estrelas ou de quaisquer outros corpos celestes, é fundamental, uma vez que são nesses escritos que estão as características fundamentais dos objetos de estudo dos nossos trabalhos. Os catálogos estelares correspondem ao ponto de partida de qualquer pesquisador observacional, ao selecionar sua amostra de trabalho como, também, de qualquer teórico (astrofísico estelar) ao iniciar seu estudo de análise atmosférica, por exemplo.

Muitos dos parâmetros de classificação que ao longo de anos tiveram grande sucesso em descrever estrelas até a classe espectral M mostraram-se ineficientes para descrever as frias carbonadas. Com base nessa problemática, muitos sistemas de classificação e parâmetros de catalogação foram sugeridos ao longo das últimas oito décadas. No entanto, o fato é que a diversidade de sistemas de classificação existentes hoje em dia para esses objetos fez mais por complicar a vida dos pesquisadores do que por facilitar. Mesmo agora, em que há uma consciência de que é necessário unificar os sistemas de classificação, muitos parâmetros de catalogação, como, por exemplo, os índices de abundância, não se encontram definidos com muito rigor. Fato corriqueiro é observar que de um trabalho para outro as definições desses não apresentam muita concordância, o que faz com que acreditemos que cada sistema tem arbitrado sua própria forma de estabelecer esses índices. Exemplo disso é Lambert *et al.* (1986) e Keenan, (1993) ao descreverem o intervalo de atuação do índice de abundância de carbono isotópico, uma estimativa da abundância do isótopo 13 do carbono na estrela.

3.1 Os Sistemas de Classificação

Ao longo dos tempos, diversos sistemas de classificação de estrelas carbonadas foram apresentados, cada um com seu valor. Cada sistema novo herdava todo o sucesso em descrever certas características do sistema anterior e implementava novos

parâmetros para descrever outras. Com isso, as notações empregadas ficavam cada vez mais sobrecarregadas (Yamashita, 1972 e 1975) e difíceis de serem consultadas. Para compreendermos como chegamos à atual classificação desses objetos ricos em carbono, devemos conhecer os sistemas mais bem aceitos até hoje.

3.1.1 Evolução da Notação

A primeira real subdivisão das estrelas carbonadas veio com a classificação de Henry Draper desenvolvida em Harvard. O tipo espectral N foi proposto pela primeira vez por Pickering (1890) e foi subdividido em Na e Nb no primeiro volume do *Henry Draper Catalogue*¹. Foi ainda, no final do século XIX, que se percebeu que algumas estrelas carbonadas possuíam em seus espectros informações que se estendiam para comprimentos de onda ainda mais baixos do que os das típicas estrelas N até então conhecidas. Em vista dessa diferença, essas foram designadas como estrelas de tipo espectral R. E, mesmo no primeiro volume do catálogo HD, as divisões R0, R3, R5 e R8 foram empregadas. No entanto, nessa época já se havia percebido que era difícil distinguir-se uma estrela de classe espectral R8 de uma de classe Na, a mais azul das estrelas N.

Para as estrelas de classe espectral R, as classes de temperatura puderam ser correlacionadas e, portanto, bem determinadas, utilizando-se os mesmos parâmetros que foram empregados ao estabelecer as classes de temperatura para as estrelas G normais e para as gigantes de tipo espectral K. No entanto, esses mesmos parâmetros não puderam determinar as temperaturas das estrelas N tão bem quanto fizeram para as estrelas R, pois eram baseados em linhas na região azul do espectro, onde as N não possuem muita informação. Logo tornou-se evidente que as subdivisões, até então estabelecidas para as carbonadas, tinham mais a ver com o excesso de carbono sobre o oxigênio nesses objetos, pois são os componentes de carbono que causam uma absorção na região azul-violeta do espectro.

¹ O Catálogo HD (Henry Draper) foi publicado pela curadora Annie Jump Cannon, responsável pela organização e manutenção do acervo de placas fotográficas, e por Edward C. Pickering, diretor do Observatório de Harvard, no período de 1918 – 1924 em 91 volumes publicado nos anais de Harvard.

Devido a esse problema, Morgan e Keenan, em 1941, optaram por reagrupar todas as estrelas ricas em carbono em um novo sistema que apresentava uma única seqüência de temperatura, ignorando de vez a dicotomia anterior das estrelas de tipos R e N. Esse ficou conhecido como o Sistema C de Classificação, em que os tipos numéricos de temperatura foram dessa vez determinados através das estruturas atômicas e moleculares que os autores acreditavam ser mais sensíveis a variações de temperatura. Além desse tipo numérico, adicionado em seguida à notação C, havia também um índice baseado na intensidade da banda de C_2 (na força da absorção da banda em relação ao contínuo). A classificação mais completa das estrelas carbonadas, conhecida nesse Sistema C de Classificação, foi a publicada por Yamashita (1972, 1975) que tomou a liberdade de introduzir algumas modificações.

Tabela 4: Tabela com diferentes sistemas de classificação tradicionais para as estrelas carbonadas associados a equivalentes tipos numéricos de temperatura de estrelas normais. O Sistema de Classificação Shane (1926), omitido no texto, foi a evolução subsequente do Sistema de Classificação do Catálogo Henry Draper – Harvard. Adaptado de Kaler, 1989.

Tipos Equivalentes de Estrelas Normais	Sistema (MK) C-Classificação	Shane	Harvard: Catálogo HD
G4 – G6	C0	R0	
G7 – G8	C1	R1	R0
G9 – K0	C2	R2	
K1 – K2	C3	R3	R3
		R4	R5
K3 – K4	C4	R5	
		R6	
		R7	
K5 – M0	C5	R8	R8
		R9	
M1 – M2	C6	N0	
		N1	
M3 – M4	C7	N2	Na
		N3	Nb
	C8	N4	
		N5	
		N6	Nc
	C9	N7	

Nenhum desses sistemas de classificação, Catálogo HD ou Classificação C, obteve sucesso indiscutível no que diz respeito a fornecer uma notação compacta e

prática na descrição do espectro de uma determinada estrela carbonada. No entanto, o Sistema C de Classificação tornou-se a notação mais comumente empregada. Keenan (1993) destacou algumas razões pelas quais julgou ser necessária a substituição desse sistema vigente de classificação.

Uma das razões é que os tipos numéricos de temperatura estabelecidos se relacionam grosseiramente com a posterior determinação das temperaturas para estrelas N obtidas por Tsuji (1981). Essas foram estabelecidas baseadas nos fluxos no infravermelho das estrelas e, um motivo pelo qual não se observa uma boa correlação, como o próprio Tsuji apontou, é que muita importância era dada às linhas D do sódio como critério de determinação dos tipos numéricos de temperatura. Aos poucos, tornou-se claro que as grandes diferenças nas linhas D entre as estrelas carbonadas eram devidas à grande opacidade molecular, em especial da banda (7,2) de CN do sistema vermelho.

Outro motivo pelo qual Keenan acreditou que o antigo sistema de classificação devesse ser substituído foi o fato de que estudos mais detalhados sobre as principais características das estrelas carbonadas revelaram que as estrelas R e N descreviam, de fato, dois tipos de população estelar um pouco diferentes. Essa é, sem dúvida, uma forte razão para tentar empregar um sistema que leve em consideração as diferenças em composição, luminosidade média, velocidade e distribuição espacial dentre outras. Nos estudos de distribuição espacial, constatou-se (Dean, 1976) que as estrelas N concentram-se próximas ao plano galáctico, distantes desse cerca de 186 pc, localizadas, portanto, no disco fino da galáxia. As estrelas R, por sua vez, distam cerca de 226 pc do plano galáctico, e estão localizadas no disco espesso. Existe ainda um terceiro grupo distinto, localizado em distâncias mais elevadas ao plano galáctico, são estrelas de população II do Halo galáctico, conhecidas como estrelas CH. Nas estrelas CH, as bandas dessa molécula é que são as responsáveis pelo obscurecimento na região azul do espectro (Keenan, 1942). O Sistema C de Classificação não disponibiliza uma notação que identifique essas diferenças importantes na interpretação das estrelas carbonadas.

Percebemos, então, que o Sistema C de Classificação é um sistema bidimensional, pois descreve apenas duas variáveis: a temperatura e a abundância de carbono de uma estrela rica nesse componente. Muitas tentativas de aprimorar essa classificação sem alterar o sistema por completo foram feitas através da inserção de símbolos para descrever abundâncias de outras variáveis como, por exemplo, das razões isotópicas de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Yamashita (1972, 1975) foi um dos responsáveis por tentar

aprimorar o Sistema C de Classificação, em cujos trabalhos listou para as estrelas carbonadas analisadas uma grande tabela que continha, além dos dois parâmetros principais do sistema, intensidades de diversas outras estruturas atômicas e moleculares. Como resultado, obteve com suas longas tabelas de classificação uma notação bastante completa para as estrelas carbonadas, apesar de nada compacta ou prática.

3.1.2 Notação Adotada

A partir dessa discussão, optamos por adotar em nosso trabalho a notação publicada por Keenan (1993), com algumas sutis implementações que veremos adiante, onde apresentaremos a modificação e a extensão do Sistema C de Classificação inseridas na classificação MK revisada (Morgan & Keenan, 1973), adequadas às características das estrelas carbonadas. Índices de abundância para definir a composição química foram adicionados aos tipos originais de temperatura e classes de luminosidade. O grande sucesso dessa nova notação é que ela se apresenta suficientemente simples e auto-explicativa, além, é claro, de apresentar as mais importantes características de cada estrela, o que é, desde o início, o grande desafio dos catálogos de classificação.

Tabela 5: Tabela com a notação do Sistema de Classificação MK Revisado, especificando os intervalos dos tipos numéricos de temperatura de cada seqüência de população. Adaptado de Keenan, 1993.

Seqüência de População R	Seqüência de População N	Seqüência de População CH
C-R0	C-N1	C-H0
C-R1	C-N2	C-H1
C-R2	C-N3	C-H2
C-R3	C-N4	C-H3
C-R4	C-N5	C-H4
C-R5	C-N6	C-H5
C-R6	C-N7	C-H6
	C-N8	
	C-N9	

Parte da notação estabelecida por Keenan pode ser observada na Tabela 5, onde o primeiro caracter, a letra C, caracteriza o objeto como uma estrela carbonada. Em

seguida, um traço, um símbolo de população e o tipo numérico de temperatura de cada estrela. As três populações possuem intervalos de índices de temperatura diferentes, enquanto a seqüência C-R e C-H variam de 0 – 6, as estrelas C-N possuem índices variando de 1 – 9. A notação é seguida de dois pontos (:) sempre que há alguma dúvida quanto à qualidade do espectro analisado ou quando a classe atribuída não se assemelha às normais do grupo de população.

As classes de luminosidade se sucedem aos símbolos de população quando disponíveis. Gordon (1968) reuniu algumas classes em seu trabalho a partir da análise das magnitudes absolutas das estrelas carbonadas. Mesmo nos catálogos mais extensos (Yamashita, 1972 e 1975), para a maioria dessas estrelas, no entanto, as classes foram atribuídas apenas grosseiramente, de modo que sempre que isto ocorre, essas são seguidas da notação de incerteza (:).

Os índices de abundância são acrescentados após as classes de luminosidade. Um índice de abundância sempre necessário é o indicativo de excesso de carbono sobre o oxigênio, o C_2X ($1 \leq X \leq 8$). De acordo com o trabalho de Keenan (1993), o índice C_2 depende da força das bandas de Swan em $\lambda 5165\text{\AA}$ e $\lambda 5635\text{\AA}$. Para as estrelas tipo R e as CH, a medida da força dessas bandas pode ser estimada sem grandes problemas até mesmo em espectros de prisma objetiva de muito baixa resolução, devido às suas grandes intensidades. Para as estrelas N, e para a maior parte das J, nas quais o fluxo nessa região espectral é bastante reduzido, essas medidas são muito mais difíceis de serem obtidas. No entanto, existem muitas outras estruturas de C_2 que podem ser empregadas para esse propósito (Morgan *et al.*, 2003). Como a maior parte das outras estruturas atômicas e moleculares se comporta de forma semelhante à dada temperatura, luminosidade, razão C/O e dentro de cada população de estrelas não é necessário, em geral, sobrecarregar a notação com vários índices de abundância.

No entanto, outra abundância que sempre merece um índice separado é a do carbono isotópico, tanto por motivos históricos quanto por, sempre que presente, consistir em uma característica fundamental na descrição da estrela. Uma melhor separação dos isótopos ocorre na região vermelha do espectro, onde não há grandes problemas com a opacidade molecular e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ pode ser facilmente estimada a partir da medida da intensidade relativa das bandas $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6192\text{ \AA}$ e $^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6168\text{ \AA}$, assim como das bandas $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda 6206\text{ \AA}$ e $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda 6260\text{ \AA}$ (Keenan, 1993). Na

classificação MK Revisada, esse índice de abundância de carbono isotópico é jX ($0 \leq X \leq 7$)¹. Essa escala concorda com a intensidade do ^{13}C descrita nas tabelas de Yamashita.

Somente ocasionalmente outros índices de abundância são atribuídos. Existe um outro conjunto de bandas moleculares que não podem ser ignoradas na classificação, pois, quando estão presentes, são tão fortes que a região entre $\lambda 4640 - \lambda 5200 \text{ \AA}$ do espectro fica distorcida devido a sua presença. Logo, quando, e somente quando, essas bandas estiverem presentes, um índice de abundância referente a elas deve ser adicionado. Essas bandas moleculares são as bandas de Merrill-Sanford – MS (McKellar, 1947) e estão associadas ao composto molecular SiC_2 . As bandas mais intensas estão localizadas em $\lambda 4581$, $\lambda 4640$, $\lambda 4867$, $\lambda 4906$ e $\lambda 4977 \text{ \AA}$ e são facilmente reconhecidas quando presentes. A força da banda de MS pode ser representada pela notação MSX; onde Keenan (1993) adota o intervalo $1 \leq X \leq 7$.

Na Tabela 6, podemos observar exemplos de como a Classificação MK Revisada atribui notações às estrelas carbonadas. Alguns comentários foram adicionados na última coluna. Esta é a notação que apresentaremos para nossas estrelas ao fim do trabalho de análise, salvo algumas pequenas modificações e implementações que serão vistas nas seções seguintes desse capítulo e do próximo.

Tabela 6: Exemplos e comentários da Classificação MK Revisada. Notação extraída de Keenan, 1993.

Estrela	Classificação MK Revisada	Comentário
TZ Car	C-R3 III: C ₂ 4.	classe de luminosidade incerta, logo a notação : foi acrescentada.
HD 100764	C-H2.5 C ₂ 2.	a forte presença da banda P de CH impossibilitou estimar uma classe de luminosidade, que foi, portanto, omitida.
RT Pup	C-N5.5 IIIa: C ₂ 3.5 J 4.	a diferença dessa notação para a aplicada por nós é que essa estrela teria uma notação alternativa C-J5.5 e seu índice de ^{13}C seria j 4
RY Dra	C-N3 III: C ₂ 6.5 J 3.5 MS 4.5.	todos os índices de abundância estão representados e a notação continua compacta e prática.

¹ A notação original para esse índice era JX (maiúsculo), porém por conveniência, optamos por utilizá-la em minúsculo para que não se confunda com a designação de estrelas carbonadas tipo C-J.

3.1.3 As estrelas carbonadas tipo C-J

O termo “estrela J” foi pela primeira vez utilizado por Bouigue (1954) como forma de designação para as estrelas carbonadas que possuíam intensidade incomum nas bandas isotópicas. Gordon (1971) definiu as estrelas J como sendo aquelas em que a intensidade da banda isotópica $^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6168 \text{ \AA}$ corresponde a, no mínimo, metade da intensidade da banda normal $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6122 \text{ \AA}$.

Em uma análise mais detalhada das principais diferenças entre as estrelas carbonadas tipo J e as carbonadas normais, na região vermelha do espectro, se verificou (Gordon, 1971) que, mesmo em espectros de dispersão moderada, as J apresentam:

- Linhas D do sódio fracas
- H_α em absorção ou não visível
- Bandas (0,1), (0,2), (1,3) e (2,4) de $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ intensas
- Bandas (4,0), (5,1) e (6,2) de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ fracas
- Linha do Sc I $\lambda 6259 \text{ \AA}$ fraca
- Linhas do La I ($\lambda 6249.9$, $\lambda 6325.7$, $\lambda 6394.2$, $\lambda 6454.5$ e $\lambda 6456.0 \text{ \AA}$) fracas, similares às presentes nas estrelas R.

Dentre as melhores determinações da razão de abundância de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ estão as obtidas por Lambert *et al.* (1986), que observou que 30 estrelas N tinham essa razão variando de 100 – 30, dando uma média de 55 e, por Dominy (1984), que obteve uma média de 6 ± 2 para um grupo de estrelas R. No entanto, na maior parte das estrelas J essa razão parece variar de 2 a 4.

A origem das estrelas carbonadas com sobreabundância de carbono isotópico ainda é incerta. Um estudo de suas abundâncias (Utsumi, 1985) revelou que elas não apresentam excesso de elementos sintetizados pelo processo s. A análise de abundâncias de estrelas R (Dominy, 1984) revelou, também, uma deficiência em elementos do processo s e uma sobreabundância de ^{13}C , assim como nas J. A ligação entre as estrelas R e J não é evidente. Contudo, as estrelas J poderiam ser estrelas R que evoluíram e ficaram mais frias.

Muito se discute sobre os mecanismos que podem ter originado as estrelas J. A ausência de enriquecimento devido ao processo s não se encaixa com o cenário de

carbonadas que passaram pelos mecanismos de pulsos térmicos, eliminando a 3ª série de dragagens (Pilachowski, 1987). A detecção de Tc (tecnécio) simultaneamente com a ausência de demais elementos do processo s em duas estrelas J-Peculiares, BM Gem¹ e V788 Cyg (Barnbaum *et al.* 1991), tornou esse assunto ainda mais intrigante, uma vez que a presença de Tc indica que há dragagem ocorrendo, embora a ausência de elementos do processo s sugere exatamente o oposto. Um mecanismo de mistura apresentado recentemente (Sackmann & Boothroyd, 1999), quando aplicado a estrelas de baixa massa, tais como as J, pode explicar simultaneamente a razão C/O > 1, as baixas razões ¹²C/¹³C e a presença da linha de ⁷Li, especialmente intensa em estrelas J-Peculiares. Esse mecanismo é conhecido como *cool bottom processing*.

Como vimos na seção anterior, as estrelas com índices elevados de abundância de carbono isotópico serão apresentadas com uma notação alternativa à sugerida na classificação MK Revisada. No lugar de um índice de população, incluiremos o símbolo J que diferencia essas estrelas daquelas que apresentam abundâncias normais de ¹³C. As estrelas J não compõem, necessariamente, um outro tipo de população, no entanto, optamos por destacar dessa forma a natureza incomum delas.

3.2 O índice C₂

O índice de excesso de carbono sobre oxigênio foi originalmente definido como dependente da força das bandas de Swan em $\lambda 5165\text{\AA}$ e $\lambda 5635\text{\AA}$. A determinação desses parâmetros, por sua vez, se mostrou bastante complicada, tendo em vista que o fluxo das estrelas carbonadas nessa região espectral é bastante reduzido. No entanto, o índice C₂ nada mais é do que uma medida da intensidade da banda de Swan, que está amplamente presente nos espectros dessas estrelas. A solução foi encontrar bandas de C₂ em outros comprimentos de onda que sofressem menos o efeito da opacidade molecular e, portanto, servissem para determinar tais índices. A Tabela 7 mostra as principais bandas de C₂ estabelecidas no sistema de Swan associadas aos respectivos comprimentos de onda (cabeças das bandas).

¹ A subclasse J-Peculiar será discutida adiante. A estrela BM Gemini é um objeto da nossa amostra.

Tabela 7: Lista das principais bandas de Swan identificadas a partir do comprimento de onda da cabeça da banda. Adaptado de Pearse & Gaydon (1976).

Comprimento de Onda (Å)		Comprimento de Onda (Å)		Comprimento de Onda (Å)	
(4,2)	4365.2	(2,2)	5097.7	(3,5)	6004.9
(3,1)	4371.4	(1,1)	5129.3	(2,4)	6059.7
(2,0)	4382.5	(0,0)	5165.2	(1,3)	6122.1
(5,4)	4678.6	(4,5)	5470.3	(0,2)	6192.2
(6,5)	4680.2	(3,4)	5501.9	(6,9)	6442.3
(4,3)	4684.8	(2,3)	5540.7	(5,8)	6480.5
(3,2)	4697.6	(1,2)	5585.5	(4,7)	6533.7
(2,1)	4715.2	(0,1)	5635.5	(3,6)	6599.2
(1,0)	4737.1	(5,7)	5923.4	(2,5)	6677.3
		(4,6)	5958.7		

3.2.1 Determinação do Contínuo

Antes de continuarmos descrevendo quais foram os parâmetros adotados para a determinação do índice de C_2 , há um problema ainda maior. A dificuldade em se determinar índices e outros parâmetros espectrais em estrelas carbonadas, e estrelas frias em geral, é que esses precisam de medições feitas constantemente em relação ao contínuo. Ao contrário de estrelas normais G ou gigantes tipo K, definir um contínuo para essas estrelas carbonadas é uma tarefa nada trivial, uma vez que a opacidade nessas é bastante alta.

Determinar um contínuo para os objetos da nossa amostra era imprescindível na determinação dos índices de abundância. Para a realização dessa tarefa, optamos por determinar contínuos locais ou pseudo-contínuos para realizarmos as medições. Essa determinação resolve parte dos nossos problemas, porém como esses não são contínuos verdadeiros, existe uma certa arbitrariedade em sua determinação. Isso pode acarretar na introdução de erros adicionais, não diretamente mensuráveis, nas medidas dos

parâmetros usados nos cálculos dos índices. Essa possibilidade deve ser sempre levada em conta em futuras análises baseadas nesses valores, especialmente nos casos em que os parâmetros se aproximam dos limites que definem os intervalos dos índices.

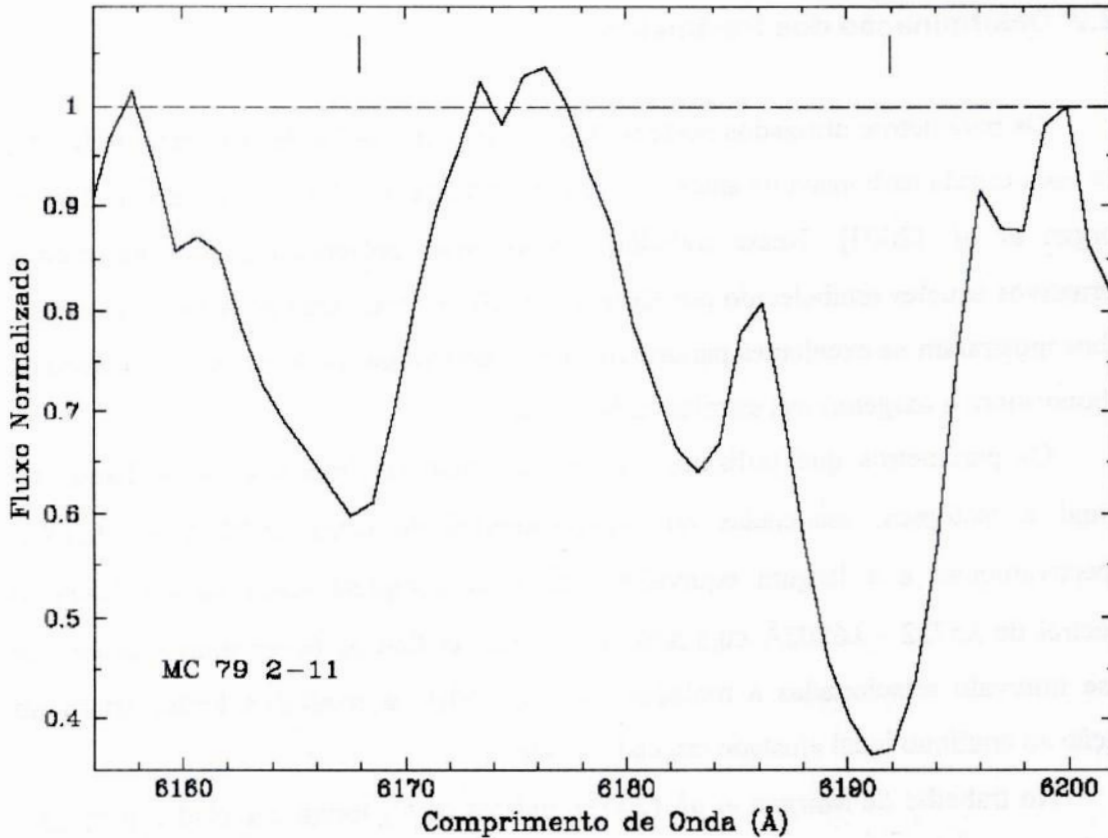


Figura 11: Espectro da estrela MC 79 2-11 já normalizado pelo contínuo local ajustado. As intensidades das bandas $\lambda 6192\text{\AA}$ (normal) e $\lambda 6168\text{\AA}$ (isotópica), marcadas no gráfico, foram utilizadas como parâmetros tanto para o cálculo do índice C_2 quanto do índice j.

O contínuo local foi, então, definido em regiões onde as bandas moleculares de C_2 e CN em absorção são fracas. Por exemplo, para medir a intensidade das bandas $\lambda 6192\text{\AA}$ e $\lambda 6168\text{\AA}$, bandas normais e isotópicas de C_2 respectivamente, uma das medições realizadas para se determinar o índice C_2 , utilizamos os máximos $\lambda 6156\text{\AA}$, $\lambda 6175\text{\AA}$ e $\lambda 6198\text{\AA}$, e ajustamos uma função do tipo spline cúbica esses pontos.

Esse pseudo-contínuo foi obtido através da tarefa CONTINUUM do programa de redução IRAF. Após estabelecido esse para cada região de análise em cada uma das estrelas estudadas, prosseguimos normalizando o espectro delas em relação ao seu respectivo contínuo estimado. A partir desse novo conjunto de informações realizamos as

medições necessárias nos espectros individuais de cada um dos objetos desse trabalho. A Figura 11 mostra um trecho de espectro normalizado pelo pseudo-contínuo, na região mencionada no exemplo acima.

3.2.2 Determinação dos Parâmetros

Os parâmetros utilizados neste trabalho com o fim de se determinar o índice C_2 para cada estrela carbonada da amostra foram escolhidos com base na recente análise de Morgan *et al.* (2003). Nesse trabalho, os autores apresentaram dois parâmetros alternativos àqueles estabelecido por Keenan (1993). A correlação entre eles é evidente; ambos mostraram-se excelentes parâmetros para a determinação do índice de excesso de carbono sobre o oxigênio nas estrelas carbonadas.

Os parâmetros que utilizamos foram: a soma das intensidades da banda C_2 normal e isotópica, associadas aos comprimentos de onda $\lambda 6192\text{\AA}$ e $\lambda 6168\text{\AA}$, respectivamente; e a largura equivalente de uma completa absorção no intervalo espectral de $\lambda 5722 - \lambda 6202\text{\AA}$ cuja adoção se deve ao fato de haver muitas absorções nesse intervalo relacionadas à molécula de C_2 . Todas as medições foram feitas em relação ao contínuo local ajustado em cada região.

No trabalho de Morgan *et al.* (2003), índices de C_2 foram calculados para uma grande amostra de estrelas da Grande Nuvem de Magalhães, no entanto, o cálculo não pôde ser bem avaliado tendo em vista a pouca informação disponível na literatura para essas estrelas. Para alguns objetos de nossa amostra existem índices de C_2 calculados por outros autores (Yamashita, 1972 e 1975 e Barnbaum *et al.*, 1996) que, portanto, nos forneceram uma estimativa sobre a qualidade dos parâmetros escolhidos na determinação desse índice de abundância de carbono.

A metodologia exata para a obtenção e a calibração dos índices de C_2 na análise recente de Morgan não é especificada. A ausência de informação sobre como estimar os intervalos de atuação do índice em questão, nos levou a desenvolver uma metodologia própria para a obtenção deles. A metodologia empregada é bastante simples, como veremos na próxima seção, e ainda assim eficiente ao ponto de permitir que se estime a qualidade das medições obtidas em cada parâmetro utilizado no cálculo.

O primeiro parâmetro utilizado, que foi a soma das intensidades da banda de C_2 normal e isotópica nos comprimentos de onda já mencionados, foi obtido sem grandes

problemas, uma vez que, como já visto, podemos estabelecer um contínuo facilmente nessa região, tornando as medições das intensidades de cada banda bastante confiáveis. As bandas isotópicas (no caso, $\lambda 6168\text{\AA}$) em estrelas com excesso de ^{13}C são bastante intensas; no entanto, mesmo para os objetos em que ela é mais fraca não devemos subjugá-las. De modo que o parâmetro corresponde à soma das intensidades das bandas normais e isotópicas associadas a molécula de C_2 foi calculado para todas as estrelas, não apenas para aquelas com baixas razões de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$.

O outro parâmetro utilizado na determinação do índice, a largura equivalente da completa absorção no intervalo de $\lambda 5722 - \lambda 6202\text{\AA}$, não foi obtido com a mesma qualidade que o primeiro. A determinação do contínuo local nesse maior intervalo ficou mais comprometida; todavia a correlação entre os dois parâmetros, como veremos a seguir, ainda é bastante clara. Na Figura 12, podemos observar o intervalo em que foi calculado este segundo parâmetro.

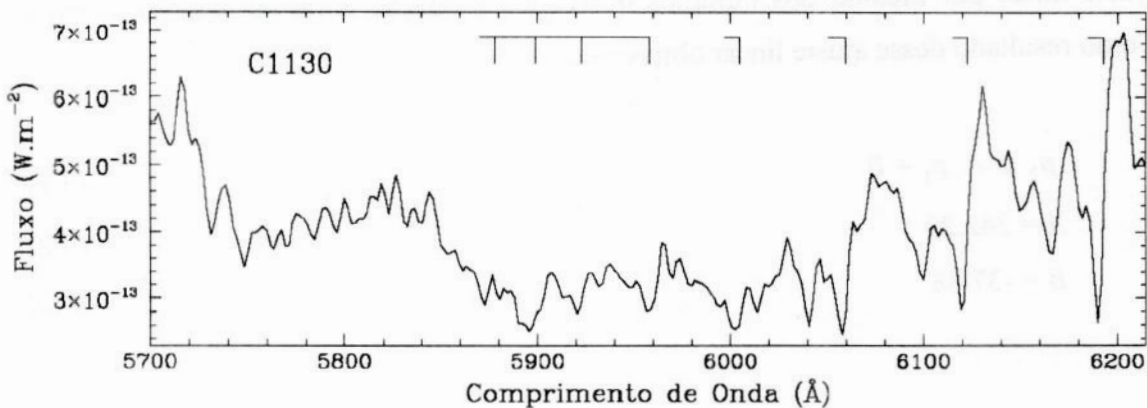


Figura 12: Intervalo ($\lambda 5722 - \lambda 6202\text{\AA}$) em que foi calculada a largura equivalente da completa absorção referente ao segundo parâmetro utilizado no cálculo do índice C_2 . As bandas de C_2 mais intensas no intervalo estão assinaladas.

Visando minimizar os erros envolvidos nessas medições, cada intensidade e largura equivalente de cada estrela da amostra foi calculada para todos os espectros disponíveis por estrela. Desse modo, a maior parte da amostra obteve esses valores calculados em pelo menos dois espectros distintos. Assim, realizamos uma média de cada uma das medições para, enfim, obtermos os parâmetros utilizados no cálculo dos índices de C_2 . No Apêndice A, encontram-se todas as medições dos parâmetros utilizados com suas respectivas médias calculadas.

3.2.3 Metodologia para Obtenção dos Índices

Após determinarmos a média dos parâmetros medidos para cada estrela, prosseguimos analisando a relação entre eles. A Figura 13 a seguir mostra o gráfico em que o parâmetro p_1 ($D\lambda 6192\text{\AA} + D\lambda 6168\text{\AA}$, soma das médias individuais das profundidades das bandas de C_2 normal e isotópica) pode ser observado junto com o parâmetro p_2 ($W(\lambda 4722 - \lambda 6202\text{\AA})$, média da largura equivalente nesse intervalo). Os dois parâmetros apresentam uma correspondência clara e bastante útil para a determinação dos índices.

Conforme discutido na seção anterior, o parâmetro p_1 foi obtido através de medições de melhor qualidade e, portanto, o designamos como parâmetro primário na nossa análise. O p_2 , por sua vez, foi qualificado como parâmetro secundário. Essa hierarquia de confiabilidade foi fundamental quando re-escalamos os parâmetros.

Inicialmente, quantificamos a correlação observada na Figura 13 através de um ajuste linear por método dos mínimos quadrados à relação entre os dois parâmetros. Como resultado desse ajuste linear obtivemos:

$$p_2 \cong A \cdot p_1 + B \quad (3.1)$$

$$A = 242.29 \quad (3.2)$$

$$B = -37.88 \quad (3.3)$$

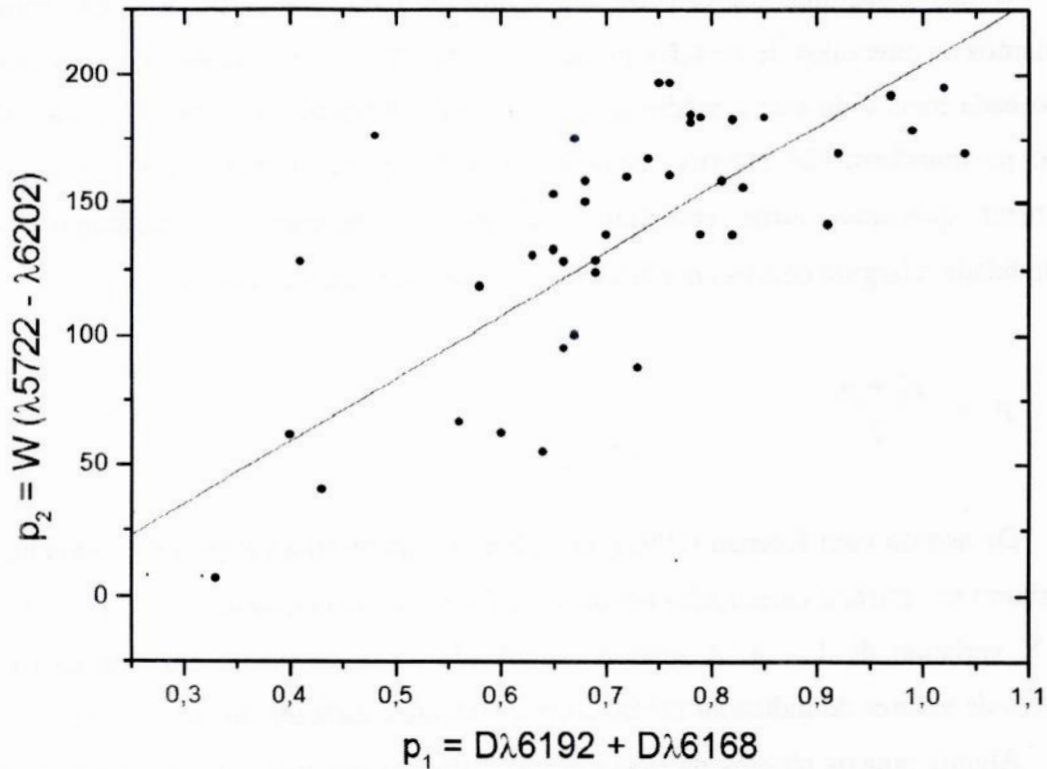


Figura 13: Ajuste linear à relação entre os parâmetros primário e secundário obtidos através da média das medições realizadas nos espectros de cada objeto.

Após determinarmos os coeficientes linear e angular da relação entre os parâmetros p_1 e p_2 , prosseguimos com a determinação dos índices, primeiramente fazendo uma transformação linear em um dos parâmetros. Essa transformação nos permitiu obter dois parâmetros em uma mesma escala. Considerando que estabelecemos o parâmetro primário como o de melhor qualidade, a mudança de escala foi feita em função dessa variável, obtendo o parâmetro p'_2 que é

$$p'_2 \cong p_1, \quad (3.4)$$

onde teríamos uma igualdade caso a relação entre os parâmetros fosse perfeitamente linear. A transformação que se encarregou de colocar esses dois parâmetros na mesma escala foi:

$$p_2 \rightarrow p'_2 \quad (3.5)$$

$$p'_2 = \frac{p_2 - B}{A} \quad (3.6)$$

O passo seguinte foi calcular um indicador médio, a partir do qual, enfim, calculamos os intervalos de atuação do índice de abundância de carbono. Esse indicador médio nada mais é do que a média simples entre o parâmetro primário e o parâmetro obtido na transformação anterior, equação (3.6). O indicador médio foi obtido para minimizar quaisquer erros cometidos durante as medições dos parâmetros de profundidade e largura equivalente das bandas e pode ser representado por

$$\bar{p} = \frac{p_2' + p_1}{2} \quad (3.7)$$

De acordo com Keenan (1993), os índices C_2 apresentam a grau da abundância de carbono nas estrelas carbonadas em uma escala crescente com oito níveis, isto é, C_2X com X variando de 1 – 8. A grande dificuldade nesse momento foi determinar o intervalo de valores do indicador médio correspondente a cada um dos oito níveis.

Alguns poucos objetos da nossa amostra tinham um índice C_2 estabelecido na literatura e, a partir dessa informação, foi possível calibrar os intervalos de cada nível. Utilizamos para tanto o trabalho de Yamashita (1972, 1975) para prosseguir com a calibração. Esse possui índices C_2 atribuídos a 16 objetos da nossa amostra, como por exemplo DH Gem com C_{23} e TW Oph com C_{25} . Os domínios do indicador médio que adotamos para cada nível do índice C_2 são mostrados na Tabela 8 a seguir:

Tabela 8: Domínios do indicador médio estabelecidos para cada nível do índice C_2 .

C_2X	$\bar{p}_{\min} < \bar{p} < \bar{p}_{\max}$	C_2X	$\bar{p}_{\min} < \bar{p} < \bar{p}_{\max}$
X = 1	$0 < \bar{p} < 0.15$	X = 5	$0.75 < \bar{p} < 0.95$
X = 2	$0.15 < \bar{p} < 0.35$	X = 6	$0.95 < \bar{p} < 1.15$
X = 3	$0.35 < \bar{p} < 0.55$	X = 7	$1.15 < \bar{p} < 1.35$
X = 4	$0.55 < \bar{p} < 0.75$	X = 8	$1.35 < \bar{p} < 1.55$

Podemos observar os domínios de atuação de cada um dos níveis do índice C_2 para as estrelas da amostra na Figura 14. Esses domínios estão separados por linhas tracejadas e a dispersão representada é a da relação dos parâmetros primário e p_2' . O

ajuste linear (apropriadamente transformado) dessa correlação também está representado.

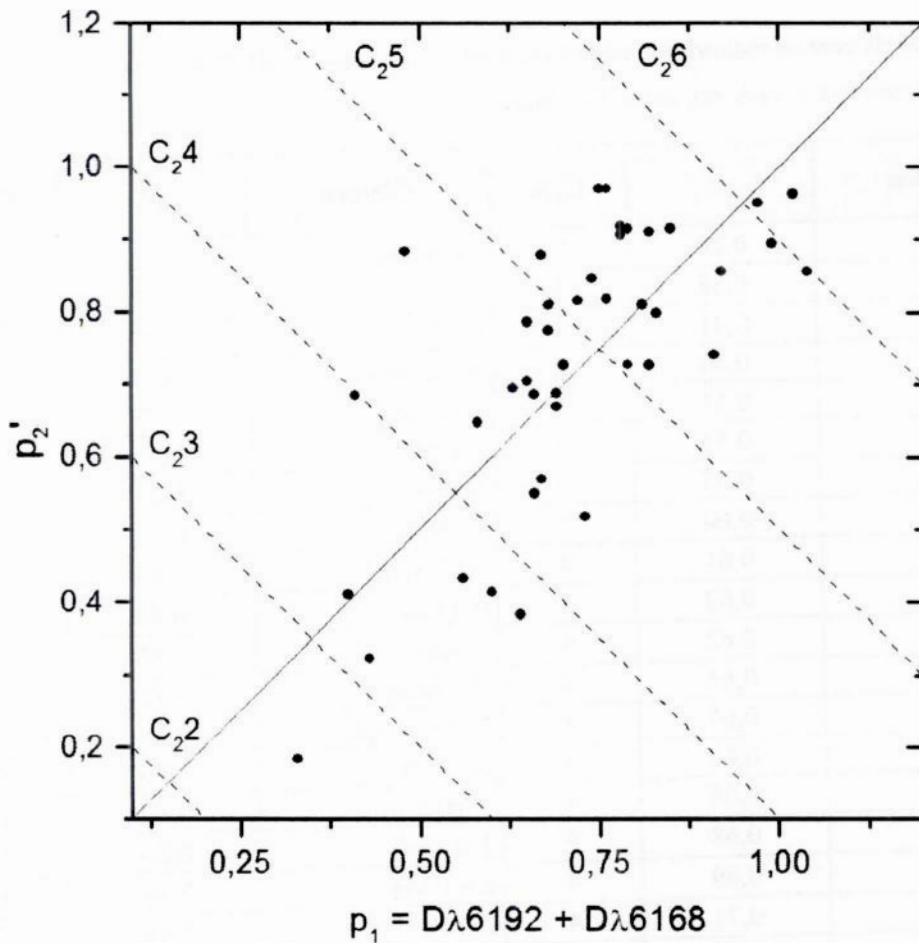


Figura 14: Relação entre os parâmetros primário e o transformado. As linhas tracejadas determinam os limites do domínio de cada índice C_2 .

A partir da obtenção desses domínios, a determinação do índice C_2 para cada objeto da amostra foi uma tarefa trivial. Analisamos dentro de qual intervalo o indicador médio de cada estrela se encaixava, de forma a determinamos o valor apropriado para o índice relativo à abundância de carbono. Os índices encontrados para as nossas estrelas encontram-se na Tabela 9. Nem todos os níveis descritos na Tabela 8 podem ser encontrados na amostra. Esses foram obtidos de forma independente da distribuição do indicador médio calculado para nossas estrelas, de modo que a escala obtida nesse trabalho pode ser utilizada em outros, sem a necessidade de arbitrar novos intervalos de domínio.

Deve-se notar que, neste caso, os índices C_2 obtidos correspondem a uma medida pura e simples da intensidade do carbono observado nas estrelas e não a uma medida da força relativa desse elemento a uma padrão de mesma temperatura.

Tabela 9: Tabela com os indicadores médios calculados para cada estrela da amostra e seus respectivos índices de abundância de carbono, índice C_2 , obtidos.

Objeto	\bar{p}	C_2X	Objeto	\bar{p}	C_2X
GP CMa	0,26	2	BO CMa	0,76	5
CR Gem	0,38	3	C 846	0,77	5
BL Ori	0,41	3	C 2031	0,77	5
UW Sgr	0,50	3	V636 Mon	0,77	5
TV Car	0,51	3	XZ Vel	0,79	5
NP Pup	0,51	3	T Cnc	0,79	5
DH Gem	0,55	3	SS Vir	0,81	5
C 2535	0,60	4	C 1003	0,81	5
RV Cen	0,61	4	BM Gem	0,83	5
V Oph	0,62	4	C 1130	0,84	5
C 1467	0,62	4	U Ant	0,85	5
CL Mon	0,66	4	RY Mon	0,85	5
W CMa	0,67	4	V 2309 Oph	0,86	5
BI Cap	0,68	4	RX Cru	0,86	5
RZ Vel	0,68	4	V Hya	0,87	5
C 849	0,68	4	TW Oph	0,88	5
Y Tau	0,69	4	BE CMa	0,89	5
C 1705	0,71	4	C 749	0,94	5
AA Lep	0,72	4	SU Sco	0,95	5
RY Hya	0,73	4	W Pic	0,96	6
FK Pup	0,74	4	MC 79-11	0,99	6

Uma vez que há na literatura informações sobre índices de abundância de carbono para 16 objetos da nossa amostra, pudemos fazer uma estimativa da qualidade dos parâmetros utilizados e do método empregado. Comparando com os índices de C_2 apresentados para essas estrelas por Yamashita (1972, 1975), em um trabalho tomado como referência pela comunidade científica, com os determinados nesse trabalho, encontramos uma média percentual de concordância de cerca de 75%, o que demonstra a coerência da metodologia empregada.

As estrelas BN Mon e HV CMa não possuem espectros de boa qualidade na região visível e, portanto, o índice C_2 não pode ser calculado. O mesmo se aplica aos

demais índices descritos neste capítulo. Ainda assim, essas estrelas foram analisadas na região do infravermelho, como mostrado no próximo capítulo.

3.3 O índice j

Como já dito, as estrelas C-J foram definidas há décadas como aquelas que apresentam a banda $^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6168\text{\AA}$ com pelo menos a metade da força da banda $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6122\text{\AA}$ (Gordon, 1968). Essas estrelas passaram, então, a serem caracterizadas por suas abundâncias de carbono isotópico. A intensidade relativa das bandas $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 4737\text{\AA}$ normal e $^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 4744\text{\AA}$ isotópica forneceram uma boa estimativa da razão de abundância $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ nesses objetos (McKellar, 1949). Uma melhor separação dos isótopos ocorre, porém, na região vermelha do espectro óptico.

Essas definições de determinação de abundância da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ foram revisadas no esquema de classificação de estrelas carbonadas de Keenan (1993). Nesse trabalho, Keenan apresenta outros pares de razões de bandas, normal e isotópica, que podem ser usados de modo alternativo para obter a abundância de ^{13}C , com mais segurança. As razões das intensidades das bandas sugeridas, listadas na Tabela 10, forneceram uma estimativa razão da $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, permitindo, assim, que se obtivesse um índice de abundância de carbono isotópico, definido no trabalho como índice J.

Tabela 10: Duplas de bandas normais e isotópicas de carbono que podem ser utilizadas para estimar a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (Keenan, 1993). A primeira linha corresponde às bandas definidas por McKellar (1949).

Banda Normal	Banda Isotópica
$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 4737\text{\AA}$	$^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 4744\text{\AA}$
$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6122\text{\AA}$	$^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6102\text{\AA}$
$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6192\text{\AA}$	$^{13}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 6168\text{\AA}$
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda 6206\text{\AA}$	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda 6260\text{\AA}$

Assim como o índice de C_2 , a metodologia para obtenção do índice J e, principalmente, o domínio de atuação deste não estão explicitados no trabalho do autor.

O recente trabalho de Morgan *et al.* (2003) mostrou como a correlação de dois dos pares de bandas apresentados por Keenan é eficiente. Eles mostraram-se parâmetros excelentes para a determinação do índice de abundância de carbono isotópico nas estrelas carbonadas.

3.3.1 Determinação dos Parâmetros

Dois outros parâmetros foram utilizados nessa etapa de determinação do índice j . As medições desses, assim como as descritas na seção anterior, foram feitas através do ajuste de um contínuo local ou pseudo-contínuo. As medidas foram obtidas, então, após a normalização dos espectros em relação a esse contínuo. Ao contrário da determinação dos parâmetros do índice C_2 , nessa etapa as novas variáveis envolvem intervalos espectrais menores, o que garantiu uma maior confiabilidade nessas novas medidas. Os parâmetros utilizados, a fim de se determinar o índice j das estrelas carbonadas da amostra, foram escolhidos, novamente, baseados na recente análise de Morgan *et al.* (2003).

Um dos parâmetros utilizados nesse trabalho foi a razão das intensidades da banda C_2 isotópica e normal, associadas aos comprimentos de onda $\lambda 6168\text{\AA}$ e $\lambda 6192\text{\AA}$ respectivamente. Essas mesmas intensidades já haviam sido calculadas quando determinamos o índice C_2 das estrelas da amostra. Na ocasião havíamos discutido sobre a qualidade dessa medida e sobre sua obtenção, que foi feita sem grandes problemas. O estabelecimento de um contínuo local para esse cálculo pôde ser feito facilmente, tornando as medições das intensidades dessas bandas bastante confiáveis. Desse modo, o parâmetro corresponde à razão das intensidades das bandas isotópicas e normais associadas à molécula de C_2 , devido à sua confiabilidade, foi estabelecido como parâmetro primário.

O segundo parâmetro empregado para a determinação do índice j foi a razão da força das bandas moleculares isotópicas e normais de CN cujas cabeças de banda estão localizadas em $\lambda 6260\text{\AA}$ referente à banda $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ e $\lambda 6206\text{\AA}$ referente a $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$. Porém, dessa vez, para estimar essa intensidade calculamos as larguras equivalentes dessas bandas. Essas medidas foram feitas, naturalmente, da mesma forma de antes, em relação a um contínuo local pré-estabelecido. Esse parâmetro mostrou-se uma medida razoavelmente fácil de se determinar, pois mesmo envolvendo intervalos espectrais um

pouco maiores que os do parâmetro primário, a identificação das bandas de CN normal e isotópica foi simples, uma vez que são bastante intensas, especialmente nas estrelas abundantes em ^{13}C , como pode ser observado na Figura 15.

A fim de manter uma padronização nos índices, já que esses fazem uso das mesmas medidas, pelo menos em um dos parâmetros, optamos, para determinação do índice j , manter como parâmetro primário a razão das profundidades das bandas de C_2 $\lambda 6192\text{\AA}$ e $\lambda 6168\text{\AA}$ em relação ao contínuo local. Desse modo, a razão das bandas de CN $\lambda 6260\text{\AA}$ e $\lambda 6206\text{\AA}$ não foi alocada como parâmetro secundário pela dificuldade ou má qualidades das medidas, mas simplesmente, para manter um padrão na determinação dos índices dos objetos ricos em carbono que esse trabalho se propõe a analisar.

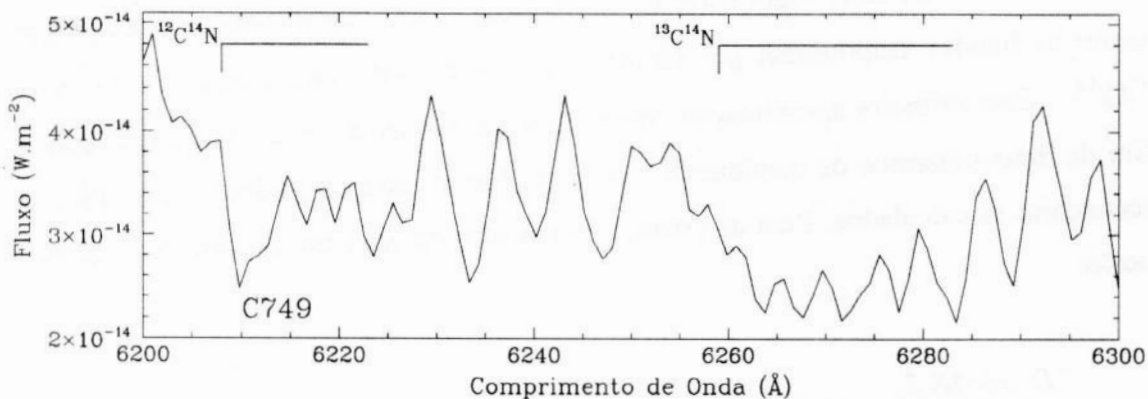


Figura 15: Espectro da estrela C 749 com as bandas $\lambda 6260\text{\AA}$ (isotópica) e $\lambda 6206\text{\AA}$ (normal), marcadas. A razão da largura equivalente dessas bandas constitui o parâmetro secundário para o cálculo do índice j .

A fim de minimizar os erros envolvidos nessas medições, cada intensidade e largura equivalente de cada estrela da amostra foi, novamente, calculada para todos os espectros disponíveis por estrela. Realizamos então uma média de cada uma das medidas para, enfim, obtermos os parâmetros utilizados no cálculo dos índices de abundância de ^{13}C . No Apêndice A estão as medições dos parâmetros utilizados com suas respectivas médias calculadas.

Mais uma vez, o trabalho de Morgan *et al.* (2003) não evidencia a metodologia empregada na obtenção e calibração do índice j . Para tanto, decidimos empregar a mesma metodologia descrita na seção anterior, uma vez que aquela se mostrou prática e eficiente. O sucesso de ambos os procedimentos, do cálculo do índice C_2 e do índice j , decorre da evidente correlação envolvida entre os parâmetros utilizados.

3.3.2 Metodologia para Obtenção do Índice j

Tendo determinado a média dos parâmetros medidos para cada estrela prosseguimos analisando a correlação entre esses. Partindo do conhecimento prévio de que nem todas as estrelas da amostra são, de fato, estrelas carbonadas tipo J e que os dois parâmetros apenas se relacionam bem para as estrelas com sobreabundância de ^{13}C , tivemos que inicialmente identificar quem eram as possíveis candidatas a estrelas tipo J. Essa identificação baseou-se na relação descrita por Gordon (1968) de que, em estrelas de tipo J, a força da banda isotópica $^{13}\text{C}^{12}\text{C } \lambda 6168\text{\AA}$ tem pelo menos a metade da força da banda normal $^{12}\text{C}^{12}\text{C } \lambda 6122\text{\AA}$. Embora essas não correspondam às bandas usadas neste trabalho para a determinação do índice j, podemos considerar que as bandas $\lambda 6192\text{\AA}$ e $\lambda 6168\text{\AA}$ conservam entre si, aproximadamente, essa mesma relação, já que, como as bandas empregadas por Gordon, estas fornecem uma estimativa da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Essa primeira aproximação nos permite selecionar possíveis estrelas J, com o fim de determinarmos os coeficientes do ajuste linear entre os parâmetros primário e secundário já calculados. Para as estrelas carbonadas da amostra, encontramos apenas razões

$$\frac{D \lambda 6168 \text{ \AA}}{D \lambda 6192 \text{ \AA}} \geq 0.5 \quad (3.8)$$

para 8 estrelas. Essas possíveis candidatas a estrelas tipo J estão listadas na Tabela 11.

Tabela 11: Lista de possíveis candidatas a estrelas tipo J selecionadas a partir de sua razão de intensidade entre a banda isotópica e a normal de C_2 .

Objeto	$D\lambda 6168\text{\AA} / D\lambda 6192\text{\AA}$	Objeto	$D\lambda 6168\text{\AA} / D\lambda 6192\text{\AA}$
C 1003	0,48	BE CMa	0,61
BM Gem	0,53	MC 79-11	0,63
C 1467	0,53	C 749	0,78
SU Sco	0,58	W Pic	0,79

A Figura 16 mostra o gráfico em que o parâmetro q_1 ($D\lambda 6168\text{\AA} / D\lambda 6192\text{\AA}$, razão das médias individuais das profundidades das bandas de C_2 isotópica e normal) pode ser observado junto com o parâmetro q_2 ($W\lambda 6260\text{\AA} / W\lambda 6206\text{\AA}$, média da razão

entre as larguras equivalentes das bandas normal e isotópica de CN) para as oito estrelas selecionadas. Os dois parâmetros apresentam uma correspondência clara e bastante útil para a determinação dos índices j .

A metodologia a seguir é a mesma empregada na seção anterior, em que determinamos os índices de C_2 para as estrelas da amostra. Inicialmente, quantificamos a correlação observada na Figura 16 através de um ajuste linear. Como resultado desse ajuste obtivemos:

$$q_2 \cong A \cdot q_1 + B \quad (3.9)$$

$$A = 242.29 \quad (3.10)$$

$$B = -37.88 \quad (3.11)$$

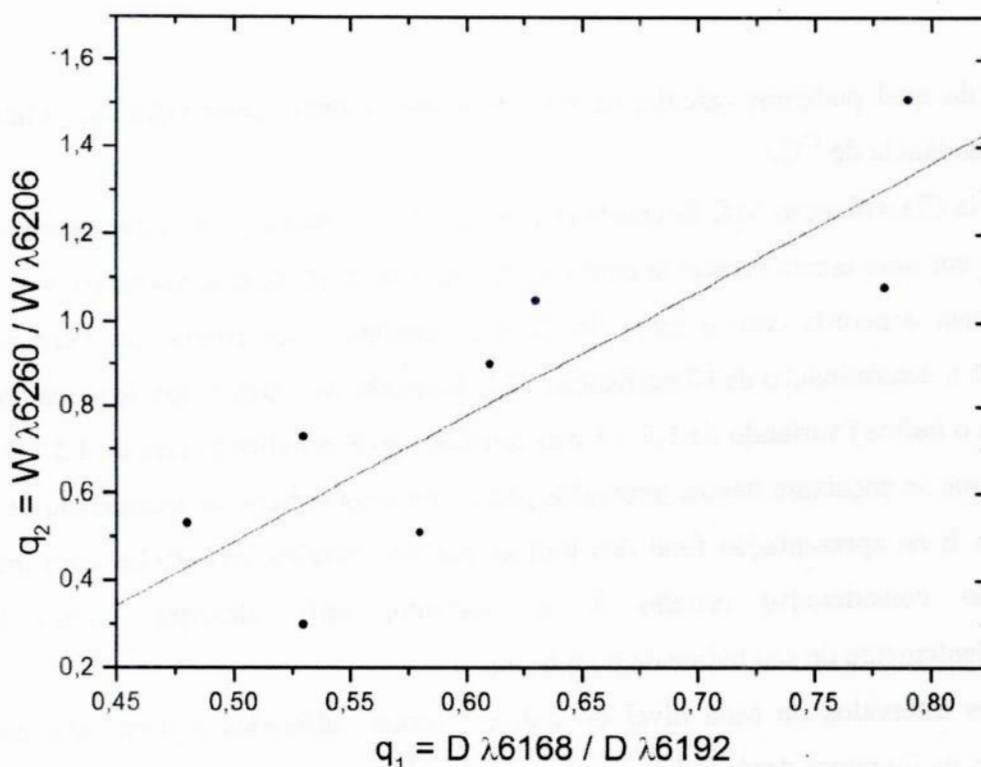


Figura 16: Ajuste linear à relação entre os parâmetros primário e secundário obtidos através da média das medições realizadas nos espectros de cada objeto.

Após determinar os coeficientes linear e angular da relação entre os parâmetros q_1 e q_2 , prosseguimos com a determinação dos índices, fazendo, novamente, uma transformação de variáveis. Novamente determinamos um q'_2 tal que

$$q'_2 \cong q_1, \quad (3.12)$$

o que foi feito através da transformação:

$$q_2 \rightarrow q'_2 \quad (3.13)$$

$$q'_2 = \frac{q_2 - B}{A}, \quad (3.14)$$

de forma que obtivemos um par de parâmetros, q_1 e q'_2 , na mesma escala.

Prosseguimos calculando um indicador médio, dado por

$$\bar{q} = \frac{q'_2 + q_1}{2}, \quad (3.15)$$

a partir do qual pudemos calcular os intervalos que definem cada valor do índice de sobreabundância de ^{13}C .

Na Classificação MK Revisada (Keenan, 1993), o índice j foi convenientemente dividido em uma escala crescente com oito níveis, isto é, jX com X variando de 0 – 7. Essa escala concorda com a força do carbono isotópico nas tabelas de Yamashita. Seguindo a determinação da Classificação MK Revisada, as estrelas tipo N nessa escala possuem o índice j variando de 1.5 – 3 e as estrelas tipo R o índice j varia de 2.5 – 4. As estrelas que se encaixam nesses intervalos podem ter seus índices de abundância de ^{13}C omitidos. E na apresentação final dos índices por nós obtidos, as estrelas com índice $j \geq 4$ são consideradas estrelas J, e, portanto, serão descritas como C-J, independentemente de seu índice de população.

Os intervalos de cada nível do índice j foram calibrados a partir dos dados existentes na literatura desse índice para as estrelas da amostra. Utilizamos, novamente, o trabalho de Yamashita (1972, 1975) para prosseguir com a calibração. Esse possui índices j atribuídos a 17 objetos da amostra, como por exemplo V Oph com $j3$ e BE CMa com $j5$. Os domínios obtidos do indicador médio para cada nível do índice j são mostrados na Tabela 12:

Tabela 12: Domínios obtidos do indicador médio para cada nível do índice j .

jX	$\bar{q}_{\min} < \bar{q} < \bar{q}_{\max}$	jX	$\bar{q}_{\min} < \bar{q} < \bar{q}_{\max}$
X = 0	$0 < \bar{q} < 0.15$	X = 4	$0.45 < \bar{q} < 0.55$
X = 1	$0.15 < \bar{q} < 0.25$	X = 5	$0.55 < \bar{q} < 0.65$
X = 2	$0.25 < \bar{q} < 0.35$	X = 6	$0.65 < \bar{q} < 0.75$
X = 3	$0.35 < \bar{q} < 0.45$	X = 7	$0.75 < \bar{q} < 0.85$

Podemos observar os domínios de atuação de cada um dos níveis do índice j para as estrelas da amostra na Figura 17. Esses domínios estão separados por linhas tracejadas. O gráfico mostra a relação entre o parâmetros primário e q'_2 .

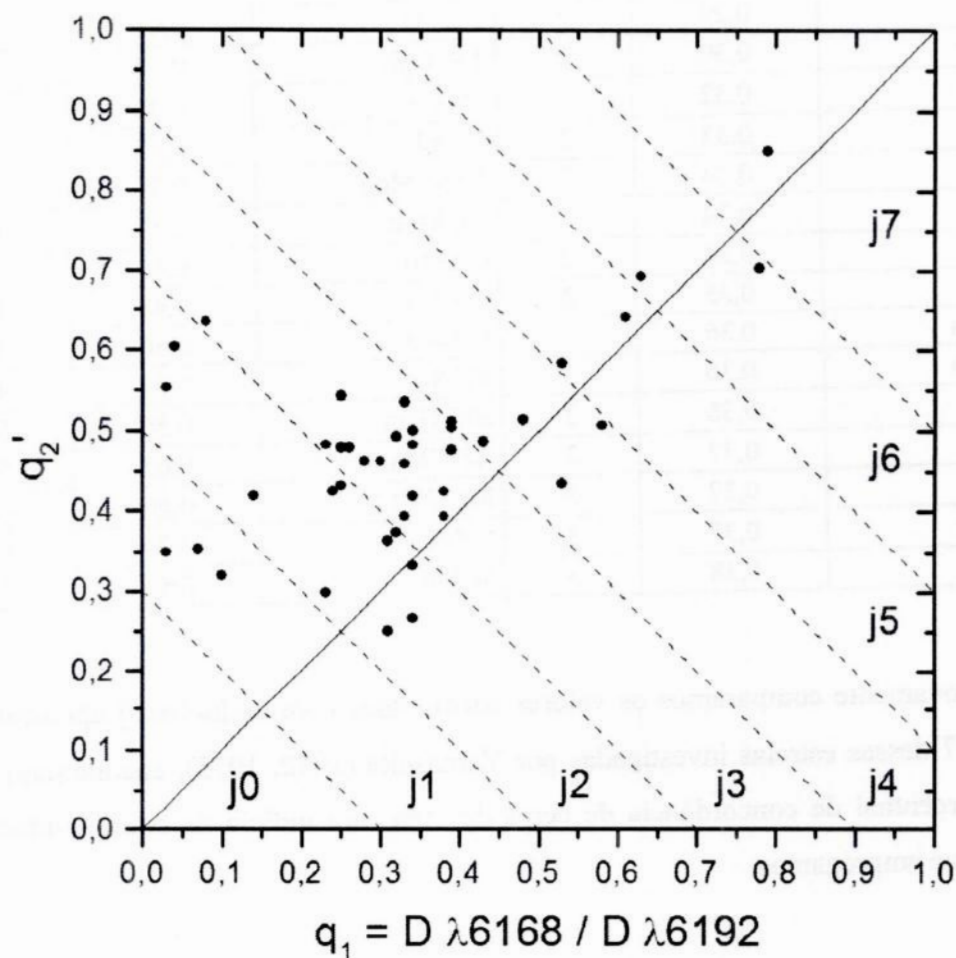


Figura 17: Relação entre os parâmetros primário e o transformado. As linhas tracejadas determinam os limites do domínio de cada índice j .

Determinamos, então, o índice j para cada objeto da amostra, de acordo com o intervalo em que o indicador médio de cada estrela estava inserido. Assim determinamos uma indicação da abundância de ^{13}C em cada estrela. Os índices encontrados estão na Tabela 13.

Tabela 13: Indicadores médios calculados para cada estrela da amostra e seus respectivos índices de abundância de ^{13}C , índice j .

Objeto	\bar{q}	jX	Objeto	\bar{q}	jX
BI Cap	0,19	1	T Cnc	0,38	3
CR Gem	0,21	1	RY Hya	0,39	3
GP CMa	0,21	1	C 1705	0,39	3
TV Car	0,26	2	FK Pup	0,40	3
Y Tau	0,28	2	V 2309 Oph	0,40	3
RV Cen	0,28	2	RX Cru	0,41	3
BL Ori	0,29	2	C 2031	0,41	3
UW Sgr	0,30	2	TW Oph	0,42	3
AA Lep	0,32	2	SS Vir	0,43	3
C 846	0,33	2	V Oph	0,43	3
NP Pup	0,34	2	V636 Mon	0,45	3
RZ Vel	0,34	2	CL Mon	0,45	4
C 849	0,34	2	C 1130	0,46	4
XZ Vel	0,35	2	C 1467	0,48	4
BO CMa	0,36	3	C 1003	0,50	4
DH Gem	0,36	3	SU Sco	0,54	4
V Hya	0,36	3	BM Gem	0,56	5
U Ant	0,37	3	BE CMa	0,63	5
W CMa	0,37	3	MC 79-11	0,66	6
RY Mon	0,37	3	C 749	0,74	6
C 2535	0,38	3	W Pic	0,82	7

Novamente comparamos os valores encontrados com os índices j apresentados para as 17 dessas estrelas investigadas por Yamashita (1972, 1975), encontrando uma média percentual de concordância de cerca de 70%, um indício da confiabilidade do método que empregamos.

3.4 O índice de MS

Merrill (1926) e Sanford (1926) foram os primeiros a observar uma absorção molecular, que até então não possuía nenhum composto associado, na região azul-violeta do espectro de estrelas carbonadas. Mas foi Kleman (1956) quem publicou uma análise espectroscópica de laboratório e apontou, pela primeira vez, a molécula de SiC_2 como a responsável pela absorção observada. Esta ficou conhecida como banda de Merrill-Sanford – MS, em homenagem aos dois pesquisadores.

As bandas de MS são bastante intensas e podem ser encontradas na região espectral entre $\lambda 4300 - \lambda 5000\text{\AA}$. Elas não são observadas na maior parte das estrelas carbonadas, porém, quando presentes em seus espectros, são bastante fortes e, por isso, receberam por Keenan (1993) seu próprio índice no sistema de Classificação MK Revisado.

Existem algumas sugestões na literatura de que as bandas de Merrill-Sanford são comumente observadas em estrelas carbonadas do tipo J (Barnbaum *et al.*, 1996). No entanto, é possível que as estrelas J ofereçam um cenário mais favorável ao estudo da molécula SiC_2 , unicamente porque nessas estrelas o fluxo na região azul-violeta do espectro é um pouco mais intenso (Sarre *et al.*, 2000). O espectro da estrela W Pic, que apresenta intensas bandas de Merrill-Sanford, é mostrado na Figura 18.

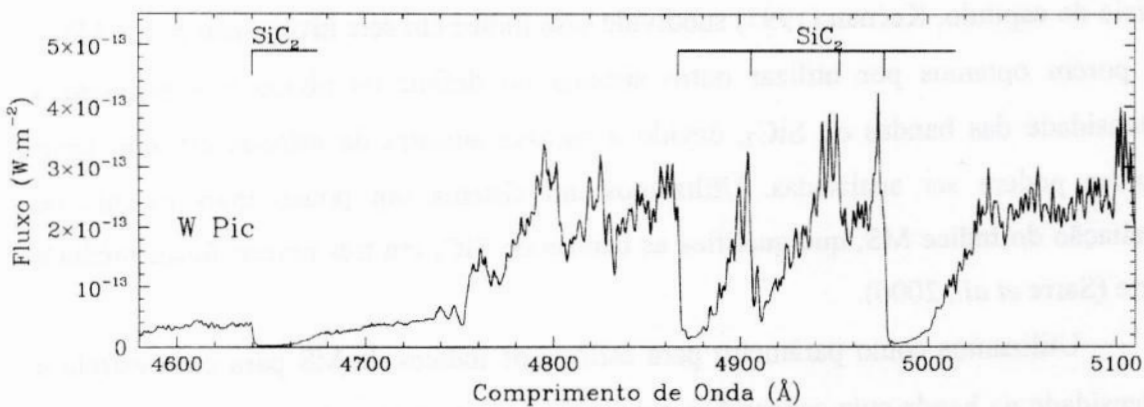


Figura 18: Nesse espectro da estrela W Pic podemos ver algumas das principais bandas de MS.

A intensidade das bandas de MS é bastante dependente da temperatura. É possível estimar esse decréscimo da intensidade com o aumento da temperatura fotosférica nessas estrelas entre 2400 – 3600K (Tsuji, 1981a,b). Muitas das estrelas N classificadas nas tabelas de Yamashita eram, de fato, exemplos quentes e, portanto, as

bandas de SiC₂ eram fracas ou ausentes. Na Tabela 14 estão listadas as bandas de Merrill-Sanford mais intensas nos intervalos próximos aos utilizados nesse trabalho.

Tabela 14: Lista das principais bandas de Merrill-Sanford, SiC₂, identificadas a partir do comprimento de onda da cabeça de banda. Adaptado de Pearse & Gaydon, 1976

Bandas de MS	Bandas de MS	Bandas de MS
λ 4639.8 Å	λ 4905.9 Å	λ 5128.2 Å
λ 4802.5 Å	λ 4953.6 Å	λ 5198.0 Å
λ 4866.9 Å	λ 4977.4 Å	λ 5450.0 Å

3.4.1 Obtenção dos Índices

As bandas de Merrill-Sanford estão localizadas numa região espectral de curtos comprimentos de onda onde nem todas as redes utilizadas nesse trabalho possuem informação disponível. Deste modo, é possível que nem todas as estrelas que possuem intensas bandas de MS tenham recebido um índice de intensidade dessa banda de SiC₂.

Muitos são os sistemas de quantificação dos índices de MS. Como visto no início do capítulo, Keenan (1993) subdivide esse índice em sete níveis, isto é, $1 < MS < 7$, porém optamos por utilizar outro sistema ao definir os níveis que estimam a intensidade das bandas de SiC₂, devido à escassa amostra de estrelas em que essas bandas podem ser analisadas. Utilizamos um sistema um pouco mais recente de avaliação do índice MS, que qualifica as bandas de SiC₂ em três níveis: fraca, média e forte (Sarre *et al.*, 2000).

Utilizamos como parâmetro para estimar os índices de MS para cada estrela a intensidade da banda cuja cabeça fica em $\lambda 4977\text{Å}$. Essa mesma banda foi utilizada em um recente trabalho para estimar os índices de MS, dentro do sistema descrito por Sarre, para estrelas carbonadas da Grande Nuvem de Magalhães (Morgan *et al.*, 2004) e mostrou-se bastante eficiente.

Estimamos, então, a intensidade dessa banda de SiC₂ através da medição da profundidade máxima da banda $\lambda 4977\text{Å}$ em relação a um contínuo local linear que foi

definido entre os comprimentos de onda $\lambda 4962\text{\AA}$ e $\lambda 5030\text{\AA}$, que foram escolhidos por se tratarem de regiões onde não se observa superposição de linhas metálicas e outras bandas. Esse pseudo-contínuo foi estimado para todas as estrelas da amostra e, em seguida, assim como nos cálculos dos índices anteriores, os espectros foram normalizados em função desse. As medidas do máximo de intensidade da banda, realizadas nesse espectro normalizado, correspondem finalmente a

$$d = \frac{(I_0 - I_{\lambda 4982})}{I_0}, \quad (3.16)$$

onde $I_{\lambda 4982}$ é o valor registrado no espectro no comprimento de onda $\lambda 4982\text{\AA}$ (ponto mais profundo da banda) e I_0 é a intensidade do pseudo-contínuo estimado nesse mesmo ponto.

O parâmetro de intensidade da banda foi medido para 32 estrelas da amostra. Pudemos estimá-lo em até duas redes diferentes para cada estrela. Novamente, para os objetos com mais de uma medição, calculamos uma média simples, para minimizar quaisquer erros possivelmente introduzidos na medida. As medições feitas para intensidade da banda de cada estrela, assim como suas respectivas médias calculadas estão apresentadas no Apêndice A.

Uma vez calculada a força da banda de SiC_2 $\lambda 4977\text{\AA}$, determinamos, em seguida, os domínios de atuação do índice de MS. Esse índice MSX possui três níveis, isto é, $1 \leq X < 3$ (correspondentes aos níveis fraco, médio e forte de Sarre *et al.*, 2000), e os respectivos intervalos de alcance utilizados foram aqueles descritos no trabalho de Morgan *et al.* (2004), que estão listados na Tabela 15.

Tabela 15: Intervalos de domínio dos níveis do índice MS baseados na profundidade média da banda de SiC_2 $\lambda 4977\text{\AA}$. Adaptado de Morgan *et al.*, 2004.

MS1	MS2	MS3
$0.2 \leq \bar{d} < 0.4$	$0.4 \leq \bar{d} < 0.6$	$\bar{d} \geq 0.6$

Pode-se observar que medidas da profundidade da banda inferiores a 0.2 não possuem um índice MS correspondente. A essas é atribuído um índice MS0, que pode

ser omitido na notação, e são estrelas em que a banda de MS é muito fraca ou ausente. Além disso, duas estrelas, AA Lep e CL Mon, não puderam ter suas bandas de MS analisadas, pois as redes espectrais em que foram observadas não cobriam o comprimento de onda em questão.

A partir da obtenção desses domínios, determinamos o índice MS para cada objeto da amostra. Analisamos dentro de qual intervalo a profundidade média da banda em cada estrela se encaixava de forma a determinamos o índice de força correspondente. A Tabela 16 mostra os índices atribuídos.

Tabela 16: Profundidades médias da banda de SiC₂ calculadas para cada estrela da amostra que possui informação espectroscópica nessa região disponível e seus respectivos índices de Merrill-Sanford (MS). As estrelas com bandas de MS muito fracas ou ausentes, MS0, foram omitidas.

Objeto	\bar{d}	MSX	Objeto	\bar{d}	MSX
UW Sgr	0,21	1	Su Sco	0,75	3
C 1467	0,22	1	FK Pup	0,83	3
RV Cen	0,26	1	V636 Mon	0,84	3
U Ant	0,28	1	TW Oph	0,86	3
Y Tau	0,31	1	C 2535	0,88	3
V Oph	0,36	1	C 1705	0,88	3
CR Gem	0,37	1	RX Cru	0,90	3
BE CMa	0,39	1	V2309 Oph	0,91	3
C 749	0,40	2	C 846	0,91	3
BO CMa	0,43	2	T Cnc	0,93	3
GP CMa	0,64	3	XZ Vel	0,93	3
RY Hya	0,65	3	RY Mon	0,95	3
V Hya	0,67	3	C 2031	0,95	3
SS Vir	0,70	3	W Pic	0,96	3
TV Car	0,72	3			

3.5 O Índice de População

Um impedimento na separação de estrelas tipo R e N tem sido a falta de rigor na descrição das estrelas R. A definição no trabalho de Henry Draper baseada na extensão do espectro na região azul violeta funcionava bem apenas para estrelas carbonadas iniciais, mais quentes. Porém, tentativas em separar estrelas tipo R mais frias das estrelas tipo N mais quentes mostraram-se confusas e ineficazes.

Outra descrição espectroscópica dos diversos tipos de população de estrelas carbonadas foi a apresentada por Shane (1920), que notou a presença de linhas de Ba, Sr, Y e La claramente nas estrelas tipo N, enquanto essas mesmas linhas não se destacam nas estrelas tipo R. Hoje é bastante aceito que esses são sinais da diferença da abundância dos elementos do processo s.

Seria bastante conveniente usar a ausência de fortes linhas de bário e estrôncio como uma marcação definitiva para as estrelas R, porém há duas dificuldades práticas nisso. A primeira se refere às bandas de CN que têm a cabeça de banda em $\lambda 4553.1$ e $\lambda 4606.1\text{\AA}$ que se superpõem às linhas de BaII $\lambda 4554\text{\AA}$ e $\lambda 4607\text{\AA}$, respectivamente, em espectros de baixa resolução. Essas absorções de CN não são tão fortes quanto aquelas em $\lambda 4216\text{\AA}$. No entanto, quando o CN é bastante abundante, sua força é suficiente para esconder as linhas relativas a um enriquecimento moderado de BaII e SrI. O segundo problema é que em algumas estrelas já classificadas como de tipo R frias é possível ver as linhas de BaII e SrI em vez da superposição de CN; embora esse enriquecimento seja mais fraco que o observado em estrelas N típicas com temperaturas comparáveis (Keenan, 1993).

3.5.1 Metodologia para Obtenção dos Índices

Baseado nas dificuldades apresentada na seção anterior, desenvolvemos uma metodologia para obtenção dos índices de população para a classificação das estrelas da amostra, baseados em uma inspeção visual detalhada de cada um dos espectros. Todas as estrelas foram analisadas em todos os seus espectros disponíveis; mesmo assim, por tratarem-se de espectros de baixa e moderada resolução, não foi possível especificar para algumas estrelas todos os parâmetros que foram analisados para obter ao fim um índice de população. Para essas, a análise foi feita com a informação disponível, mas o marcador de imprecisão (:) foi adicionado.

Foram levados em conta, nessa análise, diversos parâmetros já sugeridos na literatura para classificação dos diferentes tipos de estrelas carbonadas. Cada um isoladamente mostrou-se não muito eficaz na determinação de um índice de população definitivo, porém, quando analisados em conjunto, o resultado é mais satisfatório. O objetivo dessa inspeção ampliada é minimizar os problemas na classificação das

estrelas, pois ao utilizar os parâmetros em conjunto, eles se completam e fornecem uma resposta mais conclusiva.

A análise inicial foi baseada na extensão do espectro das estrelas da amostra na região azul-violeta. O forte obscurecimento em comprimentos de onda menores do que $\lambda 4400\text{\AA}$ é um indício de que a estrela é de tipo N, embora isso não seja uma condição suficiente, uma vez que em estrelas tipo R e tipo CH mais frias esse efeito também é observado. Portanto, quando possível, essa observação foi complementada com outros dados. As presenças de linhas fortes de bário e estrôncio afastam a possibilidade de tratar-se de uma estrela tipo R, enquanto que para as estrelas N ou CH, ambas supostamente enriquecidas de elementos do processo s, estas devem estar em destaque.

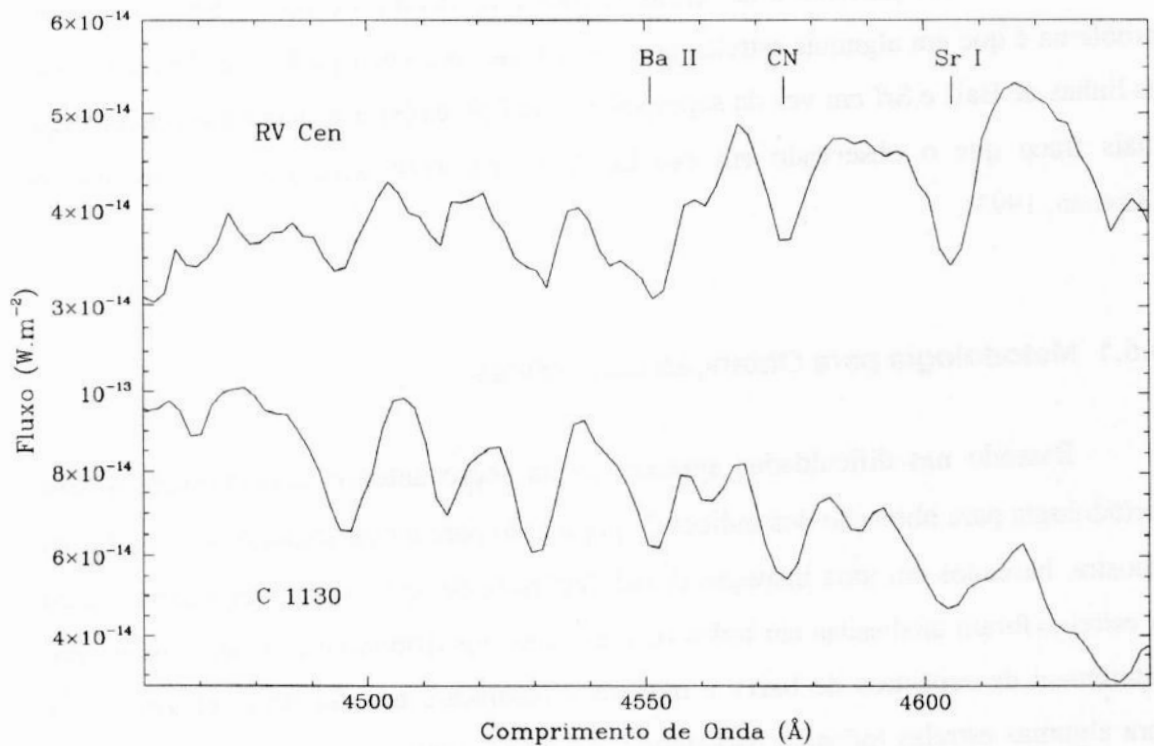


Figura 19: Os espectros mostram um exemplo de uma estrela de tipo N, RV Cen, em que se pode observar as linhas dos elementos do processo s BaII e SrI mais intensas que as bandas de CN próximas, em contraste com a estrela tipo R, C 1130, em que isso não ocorre.

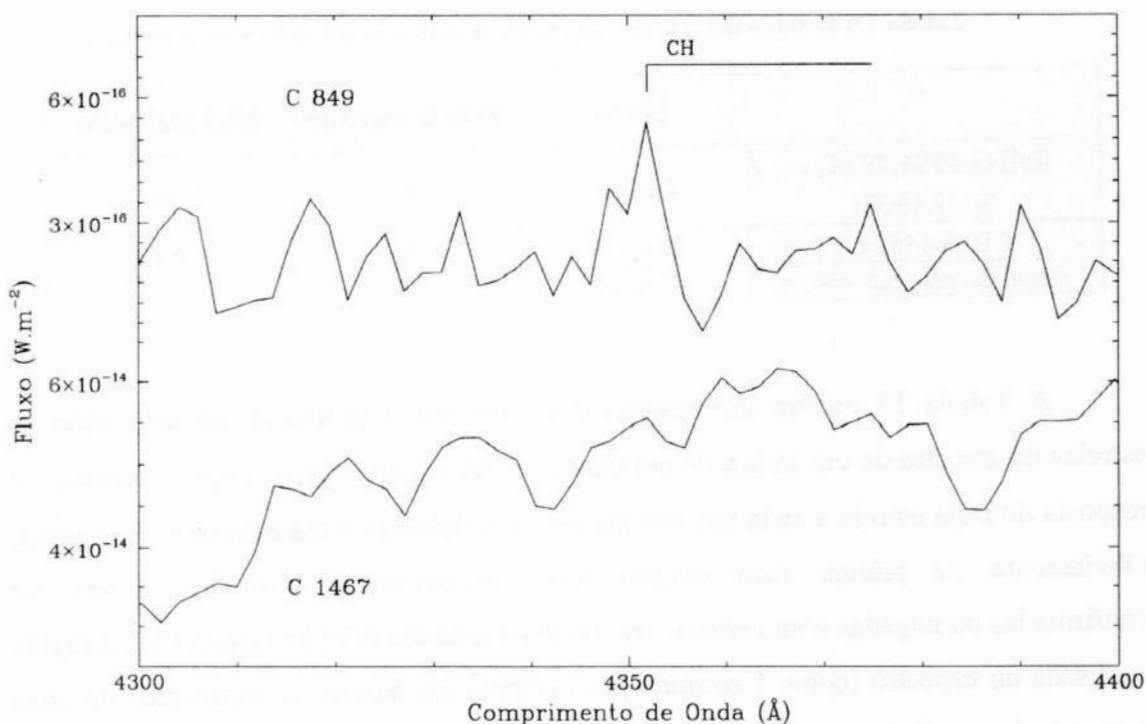


Figura 20: O espectro da estrela candidata a tipo CH, C849, apresenta o ramo P da banda de CH. Essa mesma estrutura não é observada no espectro da estrela C 1467, de tipo N.

Dessa forma, foram analisadas as linhas de BaII e SrI, quanto a sua profundidade. Esses elementos foram considerados relevantes na classificação quando as linhas de BaII $\lambda 4554\text{\AA}$ e $\lambda 4934\text{\AA}$ eram mais fortes que as banda de CN próximas e quando a força da linha de SrI $\lambda 4607\text{\AA}$ era da ordem dessas.

Um outro fator considerado na distinção de uma estrela tipo N de uma estrela tipo CH, que necessariamente também apresenta as linhas de BaII bem fortes, foi a análise das bandas de CH. A presença do ramo P (*P-branch*) da banda CH em $\lambda 4352\text{\AA}$ indica uma forte possibilidade de uma estrela ser do tipo CH, já que é uma das características mais notáveis dos espectros dessas estrelas, enquanto que sua presença em estrelas N não é esperada. Essa banda também pode ser usada, em caso de deficiência de linhas de BaII e SrI, para confirmar a classificação de uma estrela como R (que também tende a apresentar essa estrutura).

Tabela 17: Resumo dos critérios utilizados na definição dos índices de população.

	Forte	Fraca/Ausente	Mal Definido
BaII ($\lambda 4554,4934$) e SrI ($\lambda 4607$)	N ou CH	R	R ou N
CH ($\lambda 4352\text{\AA}$)	R ou CH	N	R ou N
Extensão no azul-violeta	R ou CH	N	

A Tabela 17 mostra um resumo dos parâmetros utilizados na atribuição às estrelas da amostra de um índice de população. Uma análise lógica simples, baseada na resposta de cada estrela a cada um dos parâmetros, definiria a classificação final desta. Obviamente, na prática, nem sempre essas características espectrais podem ser confirmadas ou negadas com certeza, ora devido a uma má relação sinal/ruído na região analisada do espectro (como é comum, por exemplo em baixos comprimentos de onda para estrelas mais frias, devido ao obscurecimento), ora por mostrarem uma situação muito próxima ao limite entre duas possibilidades. Nesses casos, lançamos mão da notação de incerteza (:).

A Tabela 18 mostra a classificação final obtida para cada estrela da amostra. As estrelas em que se observou o ramo P da banda CH foram classificadas como N: candidatas a estrelas CH:. Essas estrelas não foram definitivamente classificadas como CH porque, ao contrário do que ocorre com as linhas de bário e estrôncio, de observação simples, a banda de CH considerada encontra-se, em geral, em regime de baixo sinal/ruído em nossa amostra. Uma classificação definitiva para esses objetos seria possível a partir de uma análise mais abrangente das bandas características das estrelas CH, o que pode vir a ser feito em um trabalho futuro. A essas estrelas foi atribuída a notação N: (CH:).

Tabela 18: Índices de população calculados para cada estrela da amostra.

Objeto	Índice de População	Objeto	Índice de População
W Pic	N	C 1130	R
Y Tau	N	T Cnc	N
AA Lep	N:	MC79 2- 11 - 11	N:
BL Ori	N	C 1467	N
V636 Mon	N	XZ Vel	N:
DH Gem	R	C 1705	N: (CH:)
CR Gem	N	U Ant	N
GP CMa	N	TV Car	N
NP Pup	R:	V Hya	N: (CH:)
CL Mon	N:	SS Vir	N:
RY Mon	N	C 2031	N:
W CMa	N: (CH:)	RX Cru	N:
BO CMa	N	RV Cen	N
BM Gem	N	V Oph	N:
BE CMa	N	SU Sco	N:
C 749	N	V2309 Oph	N:
C 849	N: (CH:)	TW Oph	N:
C 846	N	C 2535	N:
C 1003	N:	UW Sgr	R:
FK Pup	N	BI Cap	R:
RY Hya	N		

4 Classificação de Envoltório

Catalogando estrelas carbonadas segundo seus envoltórios

A classificação espectral na região visível do espectro vem amadurecendo há mais de um século e, durante esse tempo, diversos sistemas surgiram, cada um complementando e refinando seus predecessores, que, em conseqüência, se tornavam obsoletos. Comparadas ao longo aprendizado de classificação óptica, as análises e tentativas de classificação de envoltórios circunstelares ricos em poeira são verdadeiros rascunhos que acabaram de sair do papel. Apesar do curto tempo de história, as análises de envoltório cresceram muito rápido, tendo em vista que os dados espectrais no infravermelho, necessários à atividade, só foram disponibilizados nos últimos 20 anos.

O espectrômetro de baixa resolução IRAS – LRS forneceu milhares de espectros de envoltórios circunstelares, bases da determinação das classes de envoltórios ricos em poeira hoje encontradas na literatura. Dois grupos distintos de espectros foram os primeiros a serem identificados: os associados a envoltórios ricos em oxigênio e os associados àqueles ricos em carbono. Dentro desses grupos, as classes de envoltório foram definidas com base nas diferentes espécies de grãos que habitam esses ambientes. Agora, os espectros ISO de melhor resolução, também estão contribuindo nesse sentido.

A assinatura das estrelas carbonadas nos espectros infravermelhos é uma estrutura em emissão observada perto de $11.3\mu\text{m}$, habitualmente associada à molécula de SiC (carbeto de silício). Muitos trabalhos têm-se empenhado na determinação de uma espécie de condensado, através de modelagens de envoltórios, para diversas estrelas carbonadas (Lorenz-Martins & Lefèvre 1993, 1994 e Lorenz-Martins 1996). Foi somente em 1998 (Sloan *et al.*, 1998), que se reuniu todas as classes de grãos até então encontradas para definir uma classificação espectral no infravermelho, tendo por base uma seqüência de poeira de SiC.

Os atuais sistemas de classificação de envoltório baseiam-se, portanto, no formato da estrutura em emissão perto de $11.3\mu\text{m}$. As classes definidas por Sloan *et al.* (1998) fornecem informações sobre índices de abundância das espécies de grãos dos envoltórios, temperatura e razão entre a contribuição total da emissão da poeira e a

emergente da estrela central. Apesar de os métodos de obtenção dessas classes serem eficientes, optamos, nesse trabalho, por utilizar métodos mais robustos disponíveis na literatura. Iremos utilizar, para a classificação do envoltório das estrelas da amostra, a modelagem de envoltórios circunstelares tratando o problema do transporte radiativo através de simulações numéricas conforme descrito por Lorenz-Martins & Lefèvre (1993) que vai além da análise do formato da estrutura próxima de $11.3\mu\text{m}$. Como veremos a seguir, muitos são os benefícios desse tipo de análise dos envoltórios, pois permite a definição de outros parâmetros relevantes além dos obtidos por Sloan *et al.*

4.1 Grãos e Envoltórios Circunstelares

Os envoltórios circunstelares das estrelas carbonadas são o resultado da ejeção de matéria durante a fase das AGBs, que, conforme já foi explicado, se expande, se esfria e condensa grãos. A composição da poeira encontrada nesses ambientes reflete a composição química da fotosfera da estrela que esse envoltório recobre, refletindo, por sua vez, a quantidade de material processado e dragado à superfície da estrela na fase de pulsos térmicos.

Para as estrelas carbonadas, a radiação estelar é absorvida no envoltório de poeira circunstelar e é re-irradiada por grãos ricos em carbono em comprimentos de onda maiores, na região do infravermelho. Se o envoltório for espesso, a estrela central pode ser obscurecida e a emissão no visível torna-se fraca. Mas se seus envoltórios circunstelares forem opticamente finos, podemos ver intensas estruturas em emissão em seus espectros no infravermelho.

A distância à estrela define a fronteira interna da região de condensação dos grãos. Essa região se estende até um limite onde a densidade é baixa demais e há uma diluição do material do envoltório e nenhum grão mais se forma (Sedlmayr, 1994). Neste trabalho denominamos a fronteira interna de R_1 , raio interno do envoltório de poeira circunstelar, e a fronteira exterior, onde a densidade do envoltório é praticamente desprezível, de R_2 , raio externo do envoltório de poeira circunstelar. O fluxo de matéria ejetada por uma estrela fria, assim como a densidade e a temperatura do envoltório, decrescem com a distância à estrela central. A condensação dos grãos ocorre quando a temperatura e a densidade tornam-se suficientemente baixa e alta, respectivamente, à

distância R_1 da estrela (Sedlmayr, 1994). O tipo de grão formado no envoltório circunstellar depende da composição química do gás e de suas propriedades físicas na região de condensação.

Prevê-se que diversos tipos de condensados possam se formar nessas estrelas carbonadas, como, por exemplo, o grafite e o carbono amorfo. Estudos comparativos da assinatura espectral das estrelas carbonadas em $11.3\mu\text{m}$ e espectros de laboratório, associaram essa emissão ao composto de SiC. Determinou-se que grãos de carbono amorfo têm uma temperatura máxima de condensação em torno de 1000K (Frenklach *et al.* 1989), enquanto espécies de grãos de SiC formam-se a temperaturas um pouco mais altas da ordem de 1300K – 1500K e, portanto, podem localizar-se em regiões mais próximas da estrela central, sendo, assim, os primeiros condensados (McCabe *et al.* 1982, Lorenz-Martins & Lefèvre, 1994).

4.1.1 Modelagem de Envoltórios Circunstelares

O problema da transferência radiativa através de envoltórios de poeira circunstellar rica em carbono tem sido tratado por diversos autores. Os modelos que descrevem essa transferência consistem basicamente em uma estrela central e um envoltório esfericamente simétrico¹. Um método de simulação numérica para a resolução do problema do transporte radiativo em envoltórios de poeira circunstellar e sua aplicação às estrelas carbonadas foi apresentado por Lorenz-Martins & Lefèvre (1993). Esse se mostrou bastante eficiente na determinação da temperatura da estrela central e de algumas características dos envoltórios circunstelares obtidos através do ajuste da saída da simulação aos fluxos observados para cada estrela.

As classes de envoltórios obtidas baseiam-se numa análise dos parâmetros físicos desses envoltórios circunstelares e, para tanto, foi utilizado o método descrito por Lorenz-Martins & Lefèvre². A propagação da radiação no envoltório tanto estelar

¹ Alguns autores, ainda, vêm se empenhando em modelos que aceitem outros tipos de simetria, como por exemplo, a cilíndrica que permite a representação de discos de poeira, ou mesmo a ausência total de simetrias (Ercolano *et al.*, 2003).

² Lorenz-Martins & Lefèvre (1993) apresentam uma versão do tratamento numérico da transferência radiativa em envoltórios esféricos descrito por Lefèvre *et al.*, (1982).

quanto dos grãos é obtida a partir de uma simulação fóton a fóton de acordo com o esquema de Monte Carlo. Para cada interação de um fóton e um grão, uma fração de energia é retida, isto é, absorvida pelo grão, aquecendo-o, e a outra restante é espalhada pelo mesmo. A radiação térmica dos grãos é também simulada, de modo que, após algumas interações um equilíbrio térmico é estabelecido.

A versão desse método numérico que foi empregada neste trabalho permite que se resolva a transferência radiativa para duas espécies de grãos simultaneamente. Esta implementação permitiu, portanto, que analisássemos uma razão de abundância de dois compostos diferentes nos envoltórios das estrelas da amostra. Modelar estrelas carbonadas com somente envoltórios de poeira de carbono amorfo é uma boa primeira aproximação, uma vez que este composto é a principal fonte de emissão desses envoltórios. No entanto, a modelagem com esta única espécie de grão não é capaz de reproduzir a emissão próxima de $11.3\mu\text{m}$ devida a presença de SiC.

Na grande parte dos modelos calculados, utilizamos grãos esféricos de carbono amorfo e de SiC em envoltórios com diferentes opacidades. Os dois grãos foram sempre descritos com o mesmo tamanho cujo valor do raio oscilou pouco em torno de 1000\AA . Mesmo sabendo que essas duas espécies de grãos possuem diferentes temperaturas de condensação, adotou-se a hipótese de que ambos os grãos são formados na mesma região. Essas restrições impostas visam unicamente padronizar ao máximo as análises posteriores dos resultados dos modelos.

As eficiências da absorção e do espalhamento, assim como, o albedo dos grãos foram calculados através da teoria de Mie e dos índices de refração (constantes ópticas) no domínio espectral previamente definido. As soluções das equações de Mie se aplicam a um número qualquer de esferas homogêneas de mesmo tamanho e mesma composição química distribuídas de maneira aleatória. Nos envoltórios circunstelares essa condição é amplamente satisfeita, daí ser a melhor teoria para descrever a transferência radiativa nesses envoltórios.

As constantes ópticas dos compostos foram essenciais na construção dos modelos e foram calculadas por Rouleau & Martin, 1991 (carbono amorfo, C.A.); Pégourié, 1988 (SiC); David & Pégourié, 1995 (silicato). O carbono amorfo foi escolhido como a maior fonte de emissão de poeira, de acordo com as conclusões de Rowan-Robinson *et al.* (1986).

Além dos índices de refração (constantes ópticas) das espécies de grãos, de seus raios, da fronteira interna (R_1) e externa (R_2) do envoltório são, também, parâmetros de

entrada do modelo a temperatura efetiva (T_{ef}) da estrela central e a opacidade ($\tau_{1\mu m}$) do envoltório à radiação no comprimento de onda de $1\mu m$. Uma vez selecionados esses valores, o método é aplicado e o modelo resultante é verificado contra os dados espectroscópicos e fotométricos disponíveis na literatura para as estrelas. Os valores dos parâmetros são então alterados até que se obtenha um bom ajuste.

Dessa forma, os modelos calculados fornecem:

- as fronteiras do envoltório, isto é, R_1 e R_2 , raios internos e externos do envoltório.
- o tamanho dos grãos.
- a razão de abundância SiC/ C.A. (quando estes são considerados na simulação).
- a temperatura efetiva da estrela central.
- a opacidade do envoltório.
- a distribuição total de energia (SED).
- a distribuição de energia dos diversos elementos do sistema considerado (estrela, grãos e componente difusa).
- a eficiência da absorção e do espalhamento e o albedo dos grãos.
- a lei de distribuição de temperaturas de ambos os tipos de grãos como função da distância à estrela central.

4.1.2 Estrelas J-Peculiares

Um dos mais incomuns tipos de objetos descobertos através do IRAS – LRS foi a classe de estrelas carbonadas com silicato. Essas estrelas foram pela primeira vez reconhecidas por Little-Marenin (1986), que verificou um excesso de emissão nos espectros no infravermelho em $9.8\mu m$ e $18\mu m$. Essas estruturas concordam com os envoltórios das estrelas tipo M, que possuem razões C/O < 1, ricos em silicato, no envoltório e não com as estruturas típicas de SiC das estrelas carbonadas.

Lloyd Evans (1990) constatou que essas estrelas carbonadas possuíam uma razão $^{13}C/^{12}C$ elevada e classificou-as como estrelas tipo J. Sendo as estrelas J carbonadas é esperado que apresentem características dessa classe no infravermelho. No entanto, a emissão característica em $11.3\mu m$ não é algo comum a todas as estrelas carbonadas tipo J.

Algumas sugestões para tentar explicar essas anomalias observadas foram propostas. A existência de um sistema binário formado por uma estrela carbonada (C) e

outra oxigenada (M), foi a resposta mais imediata ao problema (Little-Marenin 1986). Houve, também, especulações de que a anomalia seria explicada através de um esquema evolutivo. Nessa última, a estrela oxigenada seria responsável pela ejeção dos grãos de silicato e, em seguida, essa evoluiria, transformando-se em uma estrela carbonada com uma baixa taxa de perda de massa. Assim, a transição de fase M para fase C seria rápida, mas a formação de um novo envoltório rico em carbono não (Willems & de Jong, 1986). Outra sugestão, também baseada nessa linha evolutiva, fundamentada em cálculos de modelos para envoltórios de poeira de estrelas J normais sugeriu que as estrelas J (normais, e as J-peculiares que apresentam silicato em seus envoltórios) formariam uma seqüência evolutiva independente das demais estrelas carbonadas (Lorenz-Martins 1996).

4.2 Estudo das Espécies de Grãos

Paralelamente à análise dos espectros no visível, fizemos também um estudo do comportamento de cada um dos grãos empregados nos modelos desse trabalho. Utilizamos o modelo de envoltório aplicado a grãos simples para que pudéssemos observar em detalhe a variação da emissão característica de cada espécie escolhida.

Esse estudo nada mais é do que uma análise do resultado da aplicação da teoria de Mie aos grãos utilizados no trabalho. A teoria de Mie relaciona a distribuição das eficiências de extinção, absorção e espalhamento em um intervalo de comprimento de onda para um determinado conjunto de índices de refração, o qual depende da composição química da partícula. A eficiência de extinção (Q_{ext}) é definida como :

$$Q_{ext} = Q_{abs} + Q_{esp} \quad (4.1)$$

onde Q_{abs} e Q_{esp} são, respectivamente, as eficiências de absorção e de espalhamento dos grãos.

A eficiência da extinção e, conseqüentemente, da absorção e do espalhamento dependem do tamanho a dos grãos e das constantes ópticas empregadas, de acordo com a teoria de Mie. Cada tipo de grão tem uma extinção característica. Nas figuras a seguir, estão representadas as eficiências de extinção dos tipos de grãos estudados nesse

trabalho associados a diferentes tamanhos de grãos, obtidas a partir da saída do modelo. O comportamento de cada grão, segundo seu albedo, também está representado ao lado dos gráficos de eficiência de cada grão respectivamente. As espécies analisadas foram o carbono amorfo (Figura 21), carbeto de silício (Figura 22) e o silicato (Figura 23).

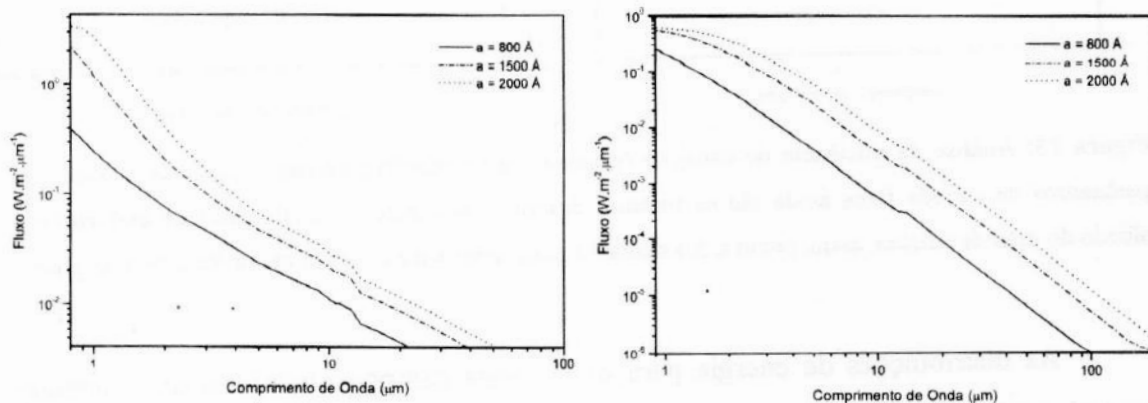


Figura 21: Análise da eficiência de extinção (esquerda) e do albedo (direita) do grão de carbono amorfo. Os parâmetros de entrada fixos para os casos representados são: $T_{ef} = 2500$ K, $R_1 = 5R_s$, $R_2 = 1000R_s$, $\tau = 1.0$.

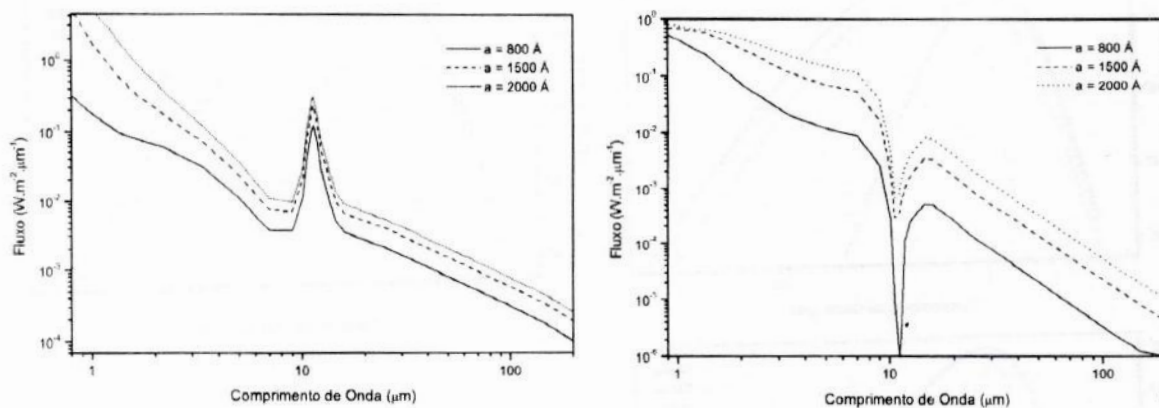


Figura 22: Análise da eficiência de extinção (esquerda) e do albedo (direita) do grão de SiC. Os parâmetros de entrada fixos são os mesmos utilizados para a análise do carbono amorfo. A eficiência de extinção do grão de carbeto de silício é mais significativa que a do carbono amorfo.

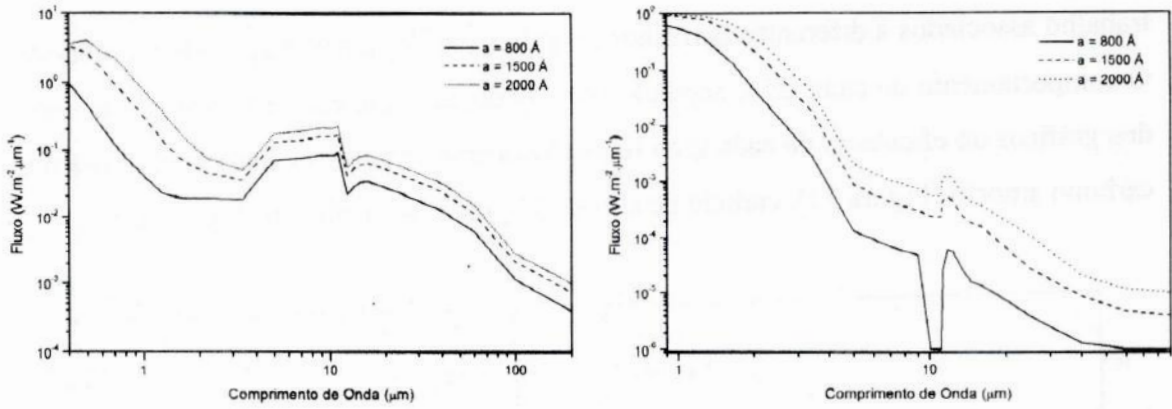


Figura 23: Análise da eficiência de extinção (esquerda) e do albedo (direita) do grão de silicato. Os parâmetros de entrada fixos ainda são os mesmos descritos na Figura 1. A eficiência de extinção e o albedo do grão de silicato, assim como a dos demais é mais intensa para quanto maior for o raio do grão.

As distribuições de energia para os diversos componentes do sistema (estrela central, poeira, e componente difusa), estão representadas juntas com a distribuição total de energia associada a cada uma das espécies de grãos aqui trabalhadas, na Figura 24.

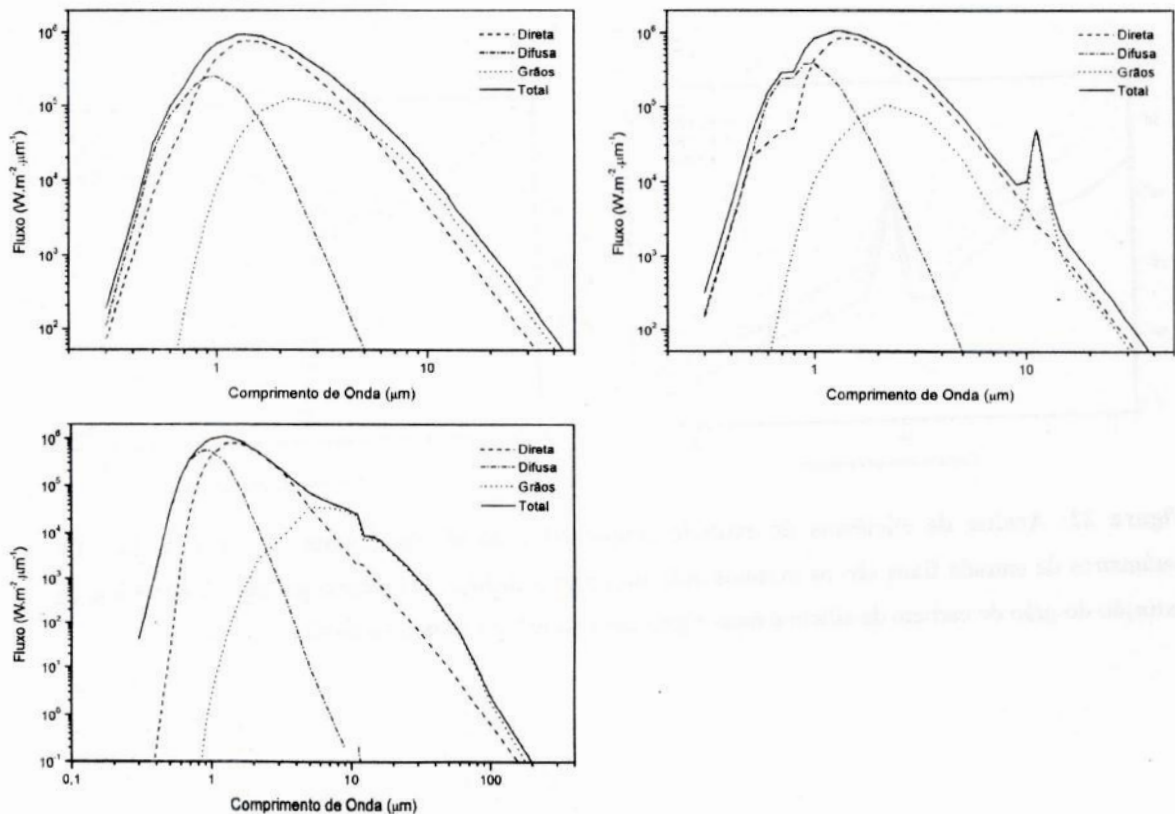


Figura 24: Contribuição de cada componente do sistema à distribuição total de energia da estrela para o grão de C.A. (em cima à esquerda), SiC (em cima à direita) e silicato (embaixo). A componente direta corresponde à estrela central. Os parâmetros de entrada foram os mesmos mencionados antes e $a = 1500 \text{ \AA}$.

4.2.1 Testes com os Parâmetros de Entrada

Tendo conhecido o comportamento das eficiências de cada grão, realizamos uma análise do comportamento do espectro de distribuição de energia do sistema como um todo com a variação dos parâmetros de entrada do modelo. Estes testes foram realizados com as três diferentes espécies de grãos utilizadas no trabalho. A cada teste realizado, que veremos a seguir, listamos os parâmetros do modelo mantidos fixos e o parâmetro de teste.

A temperatura efetiva, T_{ef} , da estrela é um parâmetro muito importante, pois altera bruscamente o perfil, tanto da energia total do sistema quanto da emissão característica de cada espécie de grão estudada. Podemos observar na Figura 25, na Figura 26 e na Figura 27 que a energia total decresce como um todo, quando a temperatura diminui, e o máximo do espectro se desloca para a região de comprimentos de onda mais curtos com o aumento da temperatura efetiva.

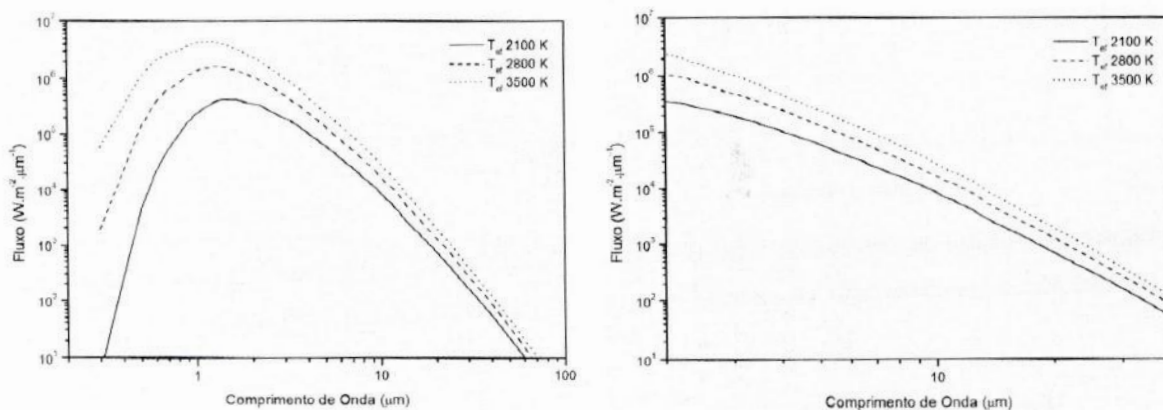


Figura 25: Análise da distribuição total de energia global (esquerda) e próxima a emissão característica (direita), que no caso do C.A. é bastante suave. Os parâmetros de entrada fixos para os casos representados são: $R_1 = 5R_*$, $R_2 = 1000R_*$, $\tau = 1.0$ e $a = 1000 \text{ \AA}$.

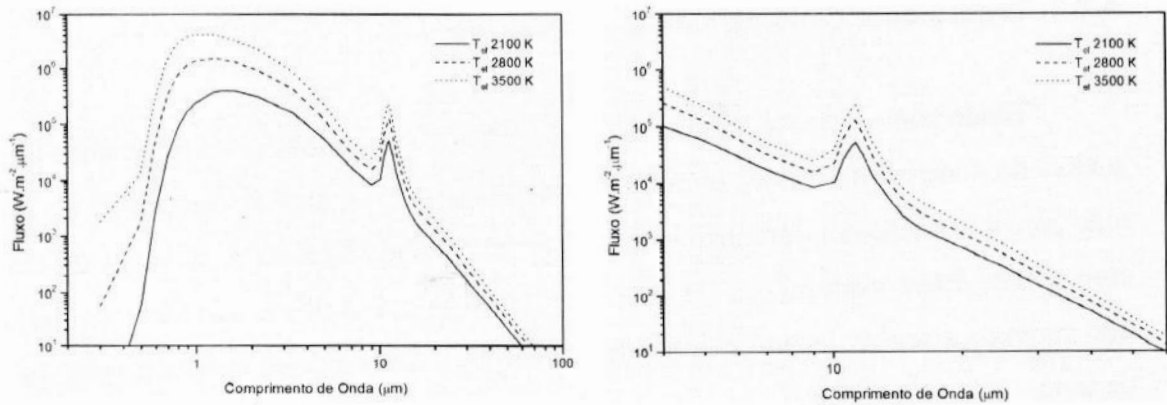


Figura 26: Análise da distribuição total de energia global (esquerda) e próxima a emissão característica (direita) para o grão de SiC. Observa-se que quanto maior a temperatura maior a intensidade da curva. Os parâmetros de entrada fixos são os mesmos da Figura 25.

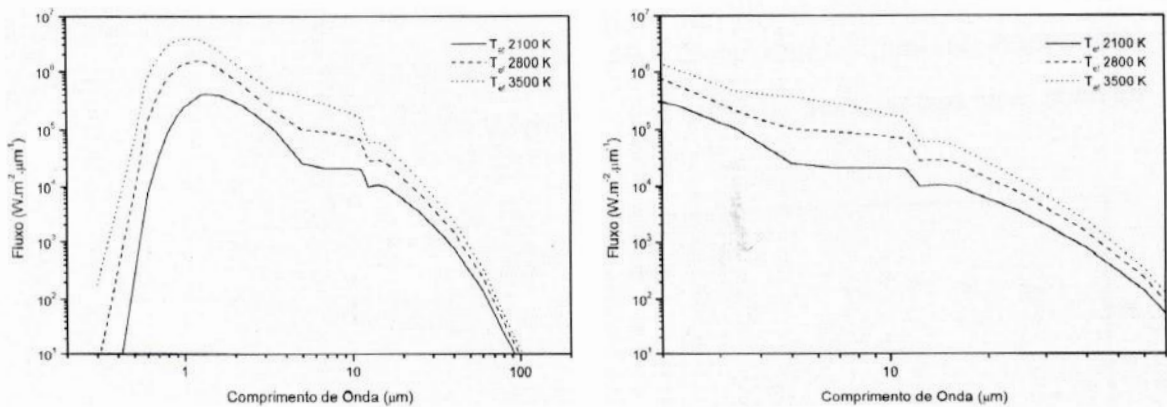


Figura 27: Análise da distribuição total de energia global (esquerda) e próxima a emissão característica (direita) para o grão de silicato. Os parâmetros de entrada fixos são os mesmos dos anteriores.

Variações no tamanho do grão, a , afetam o espectro obtido de forma diferente dependendo da espécie de grão considerada na análise. A explicação para essa variação é bastante simples, uma vez que, como vimos no início dessa seção, as eficiências de extinção, absorção e espalhamento dependem do tamanho do grão. A variação no tamanho dos grãos afeta um pouco o espectro em curtos comprimentos de onda, tornando este lado da curva mais estreito quanto menor for o raio do grão. Essas variações podem ser vistas na Figura 28, na Figura 29 e na Figura 30.

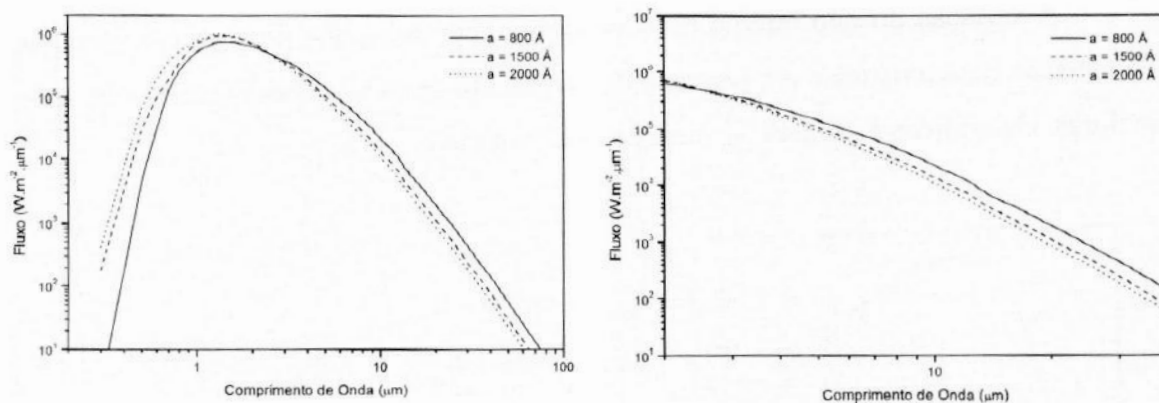


Figura 28: Análise da distribuição de energia para o grão de C.A.. Os parâmetros de entrada fixos para os casos representados são: $R_1 = 5R_*$, $R_2 = 1000R_*$, $T_{ef} = 2500$ e $\tau = 1.0$.

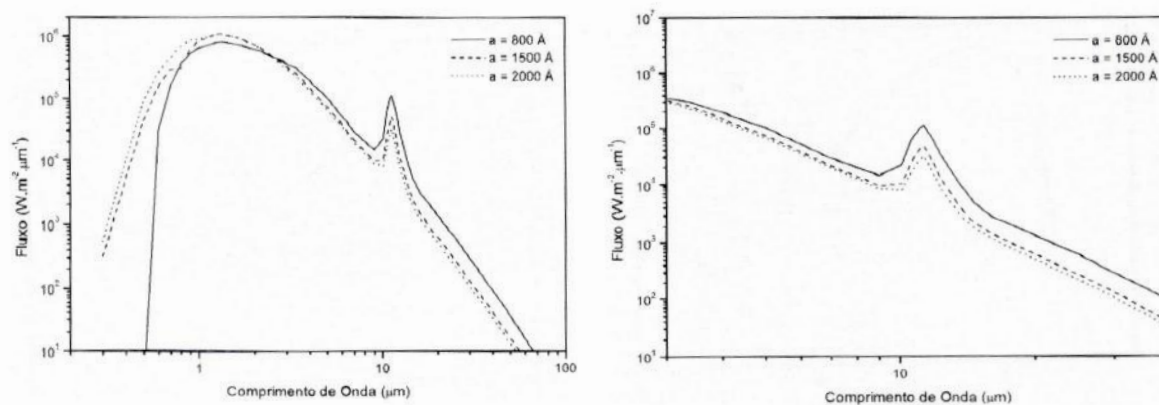


Figura 29: Observamos para o grão de SiC que valores maiores de seu raio representam intensidades maiores na curva da SED. Os parâmetros de entrada fixos são os mesmos da Figura 28.

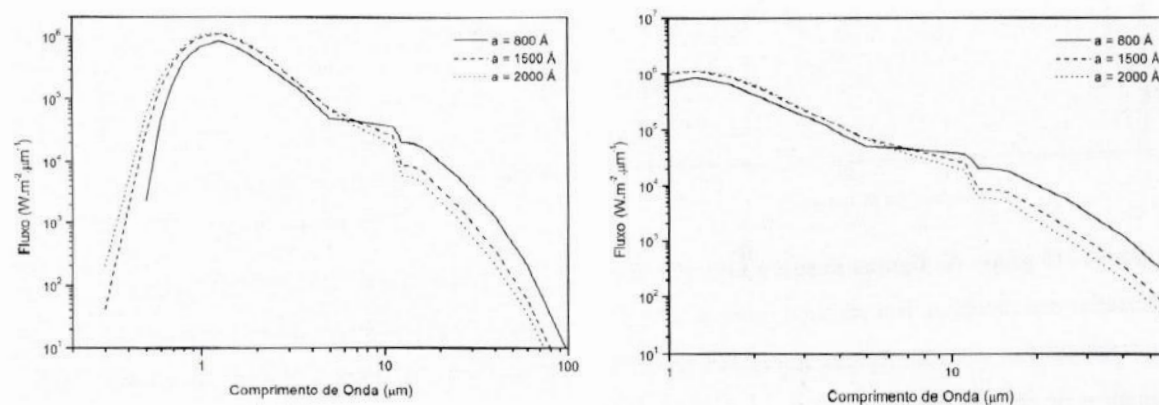


Figura 30: Análise da SED junto com a emissão característica do grão de silicato. Os parâmetros de entrada fixos são os mesmos dos anteriores.

A variação do raio interno do envoltório circunstar, R_1 , provoca um aumento da emissão característica e um pequeno deslocamento dessa nos comprimentos de onda maiores. Os gráficos na Figura 31 ilustram essa variação.

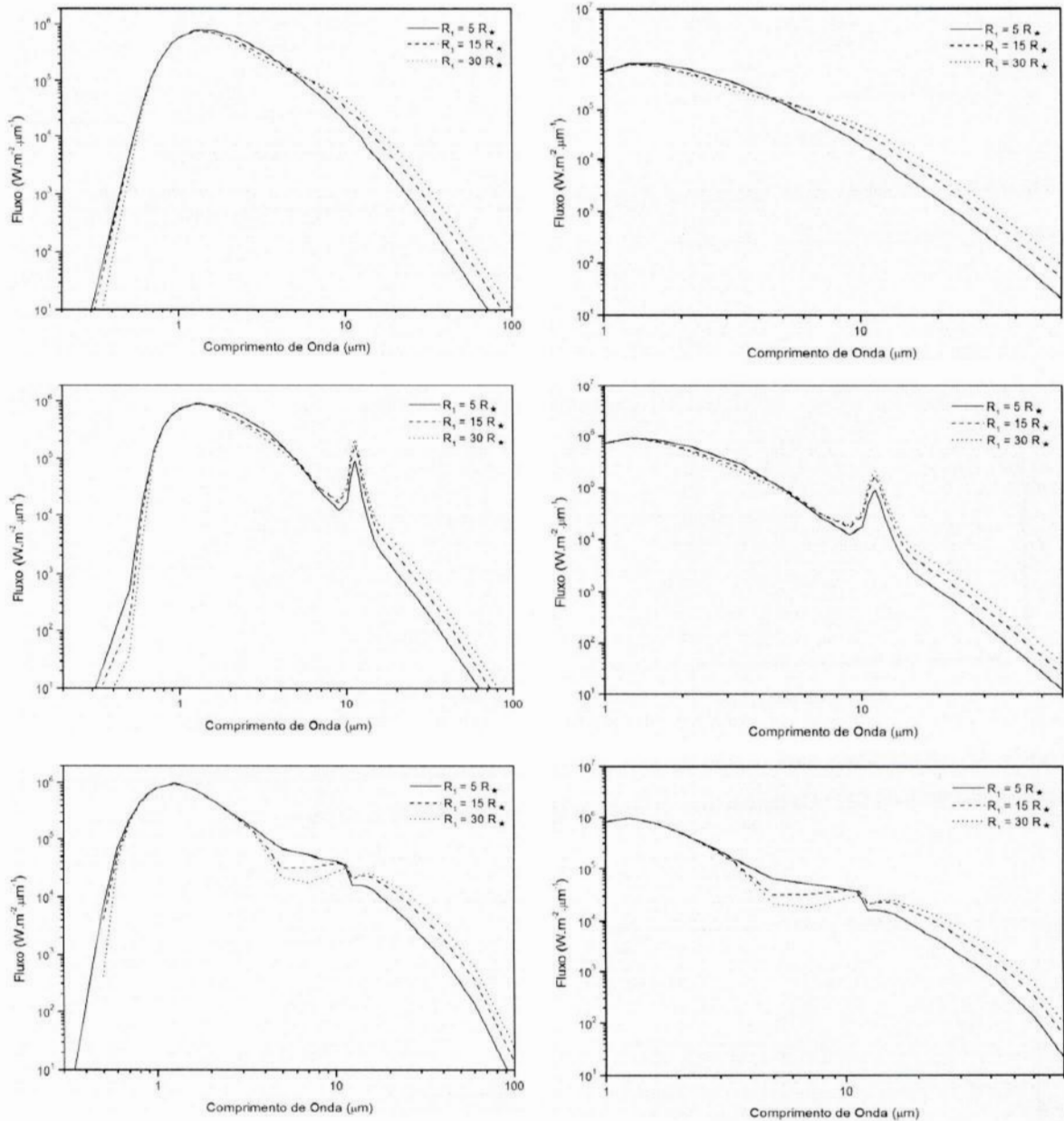


Figura 31: O grupo de figuras ilustra a alteração da SED com a variação do raio interno do envoltório circunstar nos modelos. Em especial, pode-se notar o aumento e o deslocamento para direita da emissão característica. Em cima as figuras referentes ao C.A., ao meio as do SiC e embaixo as do silicato. Os parâmetros de entrada fixos para os casos representados são: $R_2 = 1000R_★$, $T_{ef} = 2500$, $a = 1000 \text{ \AA}$ e $\tau = 1.0$.

Outro parâmetro muito importante é a opacidade do envoltório que pode modificar drasticamente o espectro de distribuição de energia. O aumento da opacidade desloca o máximo da emissão característica para maiores comprimentos de onda e

diminui a intensidade do modelo como um todo. Modelos com grãos menores são mais sensíveis à opacidade, como pode ser visto na Figura 32.

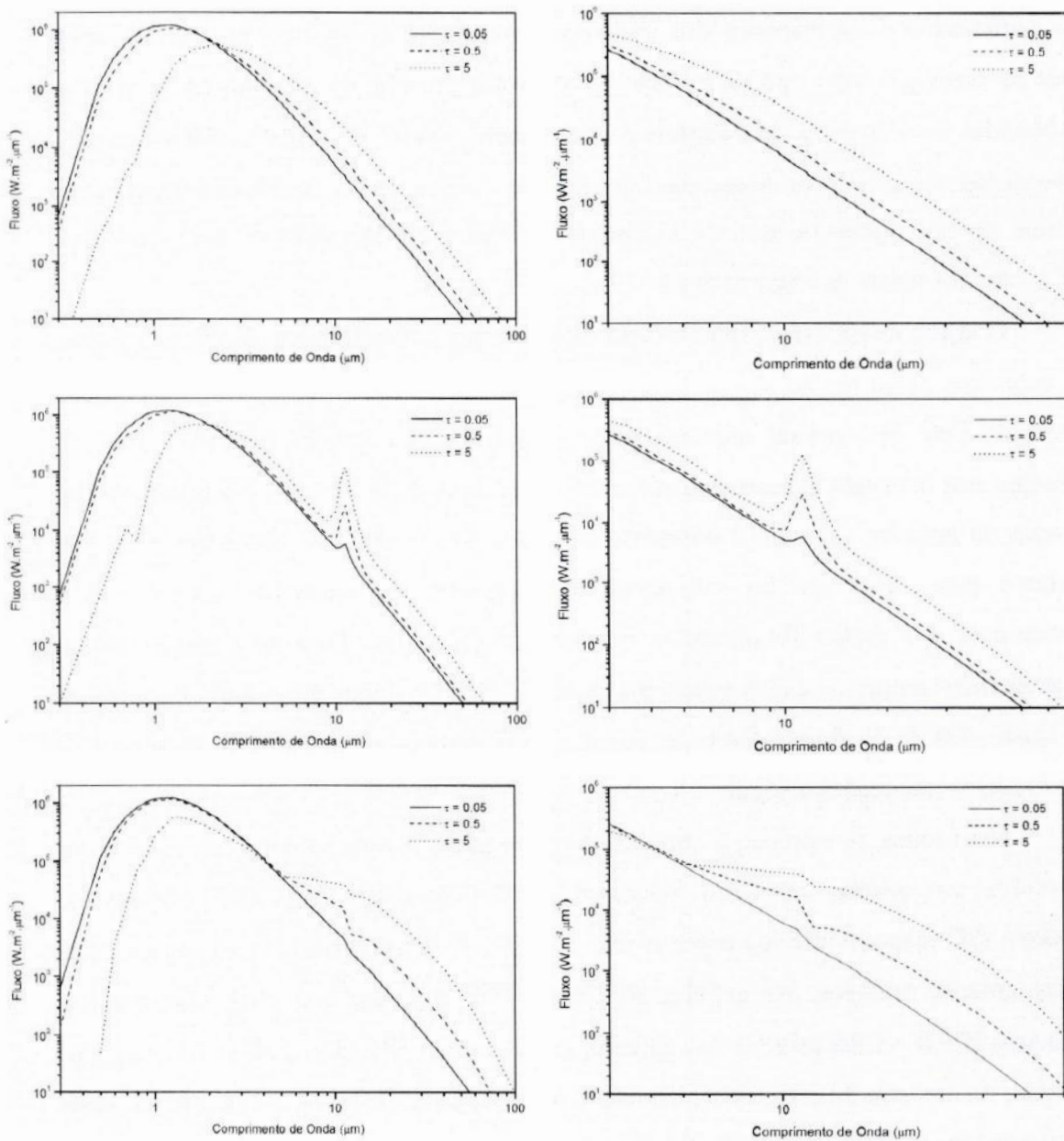


Figura 32: O grupo de figuras ilustra a alteração da SED com a variação da opacidade do envoltório circunelar, definido em 10 mm. Esse parâmetro modifica drasticamente a SED em todas as espécies de grão. Acima as figuras referentes ao C.A., ao meio as do SiC e abaixo as do silicato. Os parâmetros de entrada fixos para os casos representados são: $R_2 = 5.0R_\star$, $R_2 = 1000R_\star$, $T_{ef} = 2500$, $a = 1500 \text{ \AA}$.

Portanto, a opacidade do envoltório circunelar associada à temperatura efetiva da estrela central são os parâmetros globais mais influentes no estudo das características dos envoltórios circunelares.

4.3 Modelos para as Carbonadas

Os modelos considerando grãos simples são bastante úteis no estudo da variação dos parâmetros e na inspeção das emissões características de cada espécie de grão. Pode-se empregar esse tipo de modelo também em análises de envoltórios de estrelas carbonadas peculiares, onde a espécie de grão predominante é o silicato. No entanto, os envoltórios circunstelares de estrelas carbonadas normais foram modelados utilizando a versão de dois grãos a fim de considerar a razão de abundância dos compostos SiC/C.A., conforme descrito na seção 4.1.1.

O ajuste do modelo é feito aos dados espectrais e fotométricos no infravermelho. Os espectros nessa região são os fornecidos pelo IRAS - LRS e ISO. Como o espectro fornecido pelo ISO possui uma resolução muito superior àquela do IRAS, além de abranger um intervalo espectral maior, preferiu-se esse dado sempre que possível. Das estrelas da amostra somente 2 possuíam espectros SWS – ISO, V 636 Mon e SS Vir, portanto para essas estrelas utilizamos esse espectro no ajuste do modelo, além obviamente dos dados fotométricos disponíveis para elas. Para as demais estrelas empregamos sempre os dados espectrais IRAS – LRS. Os dados fotométricos utilizados no ajuste vêm de diversas referências listadas na última coluna das tabelas de resultados dos modelos nas seções a seguir.

Nem todas as estrelas da amostra observada no visível tiveram um modelo de envoltório circunstelar calculado. As estrelas DH Gem e BE CMa não possuem um espectro ISO disponível e seu espectro IRAS – LRS é de má qualidade e se apresentam extremamente ruidosos. As estrelas BI Cap e UW Sgr, por sua vez, não possuem espectros IRAS – LRS ou ISO. No entanto, duas estrelas, BN Mon e HV CMa, que não estavam na amostra de estrelas analisadas no visível, foram acrescentadas. Assim, serão apresentados modelos para 39 estrelas, que não são necessariamente as mesmas discutidas no Capítulo 3.

4.3.1 Modelos com 2 Espécies de Grãos Simples

O modelo aplicado à maior parte das estrelas foi o que utiliza duas espécies de grãos simples, descrito na seção 4.1.1, com aproximadamente o mesmo tamanho e habitando a mesma região. Por se tratarem dos modelos mais padronizados realizados,

os resultados obtidos serão os utilizados para proceder com a calibração dos índices de classificação que caracterizam o envoltório de poeira circunstelar da estrela analisada.

Foram modeladas com essas duas espécies de grãos simples, carbeto de silício e carbono amorfo, 24 estrelas da amostra. Os resultados obtidos estão na Tabela 19.

Tabela 19: Tabela com os resultados obtidos para os modelos de estrelas com envoltórios com 2 grãos.

Objeto	T_{ef} (K)	$R_1(R_\star)$	$R_2(R_\star)$	τ	SiC/CA	a (Å)	Referências Fot.
AA Lep	2500	6,5	1000	0,62	0,20	1000	1, 2, 3, 4, 5
BN Mon	2450	6,2	1000	0,12	0,30	850	1, 2, 3, 6, 7, 8
V636 Mon	2250	5,2	1000	1,75	0,07	1100	1, 2, 9, 10
CR Gem	2300	4,2	1000	0,14	0,17	900	1, 2, 3, 5, 6, 11, 12
GP CMa	2100	4,5	1000	1,50	0,10	1100	1, 2, 4, 7
NP Pup	2750	7,5	1000	0,03	0,08	900	1, 2, 3, 7, 12, 13, 14, 15
HV CMa	1900	3,5	1000	6,00	0,06	1700	1, 2, 6, 7, 16, 17
BO CMa	2400	5,5	1000	0,20	0,40	1500	1, 2, 5, 6, 16, 18, 19
C 849	2150	5,0	1000	0,50	0,13	1000	1, 7
C 846	2300	4,8	1000	0,15	0,46	1000	1, 2, 3, 6, 7, 11
RY Hya	2450	5,8	1000	0,40	0,14	1200	1, 2, 3, 7, 11
C 1467	2400	5,5	1000	0,20	0,23	1400	11, 7, 1, 2, 6, 3
XZ Vel	2400	6,0	1000	0,12	0,22	1100	22, 23, 1, 13, 2, 12, 3
C 1705	2450	6,0	1000	0,10	0,38	900	7, 1, 2, 6, 12, 3
TV Car	2600	7,0	1000	0,55	0,13	1000	16, 4, 24, 1, 2, 6, 3
SS Vir	2700	6,4	1000	0,25	0,10	1000	1, 2, 10, 26
C 2031	2200	4,1	1000	0,43	0,18	1650	25, 20, 1, 2, 6
RX Cru	2100	3,4	1000	0,11	0,55	1000	25, 24, 1, 2, 6, 3
RV Cen	2750	7,5	1000	0,15	0,06	1000	11, 1, 2, 3
V Oph	2500	8,0	1000	0,05	0,70	1200	11, 26, 27, 1, 2, 13, 12, 3
SU Sco	2350	5,1	10000	0,10	0,11	1300	11, 26, 27, 13, 1, 2
V2309 Oph	2350	5,0	1000	0,14	0,17	1000	11, 20, 1, 2, 6, 3
TW Oph	2400	5,2	10000	0,10	0,10	1000	11, 10, 1, 2, 3
C 2535	2050	3,8	1000	2,40	0,07	1000	1, 2, 6

Referências de Fotometria: ¹IRAS Catalogue of Point Sources (IRAS, 1988), ²2MASS (Cutri *et al.*, 2003), ³Hipparcos e Tycho (ESA, 1997), ⁴USNO-A2.0 (Monet *et al.*, 1998), ⁵Kerschbaum *et al.*, 1996, ⁶MSX6C (Egan *et al.*, 2003), ⁷Epchtein *et al.*, 1990, ⁸Bergeat *et al.*, 2001, ⁹GSC 2.2 (STScI, 2001), ¹⁰Fouque *et al.*, 1995, ¹¹Kharchenko, 2001, ¹²MSX (Egan *et al.*, 1996), ¹³Ducati, 2002, ¹⁴Egret, 1980, ¹⁵Morel, 1978, ¹⁶Alksnis *et al.*, 2001, ¹⁷Le Bertre, 1992, ¹⁸Egret *et al.*, 1992, ¹⁹Merrill *et al.*, 1942, ²⁰Guglielmo *et al.*, 1993, ²¹Lloyd Evans, 1990, ²²Olofsson *et al.*, 1993, ²³Catchpole *et al.*, 1979, ²⁴Epchtein *et al.*, 1985, ²⁵Skiff, 2003, ²⁶SKY2000 v.4 (Myers *et al.*, 2001), ²⁷Noguchi *et al.*, 1981.

Apesar de termos tentado manter a maior quantidade possível de parâmetros físicos do envoltório fixos, não foi possível obter um modelo satisfatório com essas restrições, em alguns casos. Esses é o caso das estrelas HV CMa, BO CMa e C 1467,

visando a obtenção de um melhor ajuste, foram modeladas com raios das duas espécies de grãos um pouco maiores: 1700, 1500 e 1400Å respectivamente.

4.3.2 Modelos com Silicato

As estrelas J peculiares, como visto, são aparentemente circundadas por envoltórios de poeira ricos em oxigênio, caracterizados por uma forte emissão de silicatos. Para essas estrelas, os modelos de envoltório com grãos de carbeto de silício e carbono amorfo não se ajustaram à característica em emissão, logo outra espécie de grão foi utilizada.

Considerando que o silicato seja o grande responsável por essa emissão, adotamos nos modelos das estrelas a seguir, o mesmo método numérico anterior, porém não mais com duas espécies de grãos distintas e sim, uma única espécie, o silicato. Apenas cinco estrelas da amostra foram modeladas dessa forma. Os resultados obtidos para essas se encontra na Tabela 20.

Tabela 20: Tabela com os resultados obtidos para os modelos de estrelas J-Peculiar com grãos de silicato.

Objeto	T_{ef} (K)	$R_1(R_\star)$	$R_2(R_\star)$	τ	a (Å)	Ref. Fot.
BM Gem	2450	5,0	1000	0,60	1300	1, 3
C 749	2300	15,0	1000	3,00	1800	1, 2
C 1003	2500	10,0	1000	4,30	1700	1, 2
C 1130	2450	5,0	1000	0,60	1300	1, 2
MC 79 2-11	2300	15,0	1000	3,00	1800	1, 2, 4, 5

Referências de Fotometria: ¹IRAS Catalogue of Point Sources (IRAS, 1988), ²2MASS (Cutri *et al.*, 2003), ³Noguchi *et al.*, 1981, ⁴USNO-A2.0 (Monet *et al.*, 1998), ⁵Lloyd Evans, 1990

Os gráficos dos modelos obtidos para as estrelas nessa seção e na anterior, assim como os espectros dos objetos analisados no Capítulo 3 estão no Apêndice B. As demais estrelas da amostra já possuem modelos publicados, que foram calculados a partir desse mesmo método de interação numérica para resolução do transporte radiativo em envoltórios de poeira circunstelar. Esses foram calculados sem nenhuma preocupação em determinar índices de classificação dos envoltórios, porém representam modelagens bastante eficientes e estão dentro das restrições impostas. Os resultados desses modelos foram utilizados para obter os índices no infravermelho das demais

estrelas da amostra. Uma descrição breve de como esses foram obtidos está nas próximas sub-seções.

4.3.3 Modelos com os Grãos Compostos

Algumas estrelas da amostra analisadas por Lorenz-Martins *et al.* (2001) foram modeladas pelo mesmo método numérico, porém com uma pequena modificação nas propriedades dos grãos utilizados. As espécies consideradas foram as mesmas utilizadas até agora para as estrelas carbonadas normais, isto é, SiC e C.A.. A modificação implementada no método permitiu que o problema da transferência radiativa fosse resolvido para grãos compostos. Esse tipo de grão apresenta um núcleo de carbono amorfo e um manto de carvão de silício.

Lorenz-Martins *et al.* (2001) mostraram que modelos com grãos compostos parecem se ajustar melhor a estrelas carbonadas mais evoluídas, enquanto modelos com dois tipos de grãos homogêneos parecem reproduzir melhor envoltórios de poeira mais finos. Os autores mostraram ainda o que parece ser uma seqüência evolutiva dos grãos de poeira nas estrelas carbonadas.

O resultado dos modelos de 9 estrelas da amostra foram extraídos de Lorenz-Martins *et al.* (2001) a fim de se obter os índices de envoltórios das mesmas. Essas informações estão descritas na Tabela 21.

Tabela 21: Resultados obtidos para os modelos com grãos compostos. A coluna c_{SiC} corresponde ao raio do núcleo composto de SiC e a coluna m_{CA} ao manto de C.A.. Adaptado de Lorenz-Martins *et al.* (2001).

Objeto	T_{ef} (K)	$R_1(R_\star)$	$R_2(R_\star)$	τ	SiC/CA	$c_{SiC}(\text{Å})$	$m_{CA}(\text{Å})$
W Pic	2400	5,0	1000	0,10	0,08	500	1200
Y Tau	2600	4,5	1000	0,20	0,20	554	1000
BL Ori	2700	4,9	1000	0,03	0,12	400	850
CL Mon	2200	4,6	1000	1,00	0,07	282	700
RY Mon	2400	6,5	1000	0,10	0,18	270	500
W CMa	2650	3,0	1000	0,04	0,27	440	740
T Cnc	2400	5,0	1000	0,20	0,04	400	1200
U Ant	2700	4,5	1000	0,04	0,11	390	850
V Hya	2050	5,6	10000	0,70	0,02	270	950

4.3.4 Modelos com Raio Interno Diferenciado

Um último tipo de modelo utilizado foi o descrito por Lorenz-Martins & Lefèvre (1994). Ele leva em consideração que as duas espécies de grãos, SiC e C.A., por possuírem temperaturas de condensação diferentes, podem se formar em regiões também distintas. Como a temperatura de condensação do grãos de carbeto de silício é superior a do grão de carbono amorfo, o primeiro está distribuído a partir de distâncias mais próximas a estrela central que o segundo.

Apenas uma estrela, FK Pup, teve seus dados extraídos do modelo de Lorenz-Martins & Lefèvre (1994), que podem ser observados na Tabela 22.

Tabela 22: Resultados obtidos para o modelo com raio interno do envoltório diferenciado para cada espécie de grão. A coluna $R_{1\text{ SiC}}$ corresponde a fronteira interna do composto de SiC e a coluna $R_{2\text{ CA}}$ a fronteira interna do grão de C.A..

Objeto	$T_{\text{ef}} \text{ (K)}$	$R_{1\text{ SiC}} \text{ (R}_{\star}\text{)}$	$R_{2\text{ CA}} \text{ (R}_{\star}\text{)}$	$R_2 \text{ (R}_{\star}\text{)}$	τ	SiC/CA
FK Pup	2350	3,5	4,9	1000	0,15	0,18

4.4 Classificação de Envoltório

Os índices que caracterizam as estrelas carbonadas segundo seus envoltórios de poeira podem ser obtidos com base nos modelos calculados para cada objeto da amostra. Esses índices apresentados visam complementar a classificação obtida da região visível do espectro (Capítulo 3). Desse modo, as duas classificações juntas se apresentam como uma descrição mais completa, embora ainda sucinta, capaz de fornecer uma noção geral das propriedades do objeto observado.

Estabelecemos, portanto, dois novos índices para caracterizar as condições físicas encontradas nos envoltórios de poeira circunstelar das estrelas carbonadas. Um deles é relativo à opacidade do envoltório, isto é, um índice que expressa o quão opticamente espesso é o envoltório, ou ainda, quanto o envoltório obscurece a emissão de radiação dessa estrela no visível. O outro está associado à abundância de grãos de SiC relativa à de grãos de C.A.. Para o caso de estrelas J-Peculiar, que foram modeladas com outra espécie de grão, esse último será omitido e uma notação, indicando a

presença de silicato, será incluída. Esses dois índices descrevem de forma suficiente as condições físicas dos envoltórios.

Um terceiro índice foi obtido através dos dados fornecidos pelo modelo. Como esse fornece a temperatura da estrela central, empregamos esses valores na determinação do tipo de temperatura. Esse índice será alocado logo após o índice de população descrito no Capítulo 3.

4.4.1 Índice τ de Opacidade do Envoltório

A análise da opacidade do envoltório pode nos informar sobre o estágio evolutivo das estrelas carbonadas (Lorenz-Martins & Lefèvre, 1994). Quanto mais espesso o envoltório, mais frias são as estrelas e mais próximas dos estágios finais da fase das carbonadas.

Definir um índice τ de caracterização das propriedades físicas do envoltório através da opacidade é, sem dúvida, uma maneira bastante útil de manter a notação final da classificação, compacta e sem grandes perdas de informação. Este é um índice muito eficiente no sentido de fornecer uma ampla visão do cenário que estamos analisando. Através do índice τ , definimos quão espesso é o envoltório, quão eficiente é o obscurecimento do mesmo em comprimentos de onda no óptico e em qual estágio evolutivo a estrela carbonada encontra-se.

Utilizamos, então, a opacidade do envoltório obtida através do cálculo dos modelos para determinar o índice τ . Analisando apenas as opacidades obtidas a partir dos modelos das estrelas carbonadas listadas na seção 4.3.1, determinamos os domínios de cada nível do índice τ , de modo a concordar com Lorenz-Martins & Lefèvre (1994). Os intervalos de atuação de cada nível do índice τ podem ser vistos na Tabela 23.

Tabela 23: Domínios de cada nível do índice τ . A coluna de nível de opacidade apresenta os grupos correspondentes de Lorenz-Martins & Lefèvre (1994).

τX	$\tau_{\min} < \tau < \tau_{\max}$	Nível de Opacidade
X = 0	$\tau \leq 0.10$	Envoltório opticamente fino (I)
X = 1	$0.10 < \tau \leq 0.20$	
X = 2	$0.20 < \tau \leq 3.00$	Opacidade Intermediária (II)
X = 3	$\tau > 3.00$	Envoltório opticamente espesso (III)

Introduzimos um nível τ_0 para estrelas que dentro da classe de envoltórios opticamente finos apresentam valores para a opacidade de seus envoltórios muito baixos. Dessa forma os níveis τ_0 e τ_1 correspondem ao grupo I de estrelas com o envoltório opticamente fino de Lorenz-Martins & Lefèvre (1994).

A partir da obtenção desses domínios, a determinamos o índice de opacidade de envoltório, τ , para cada objeto da amostra. Os índices τ encontrados para as estrelas encontram-se na Tabela 24.

Tabela 24: Tabela com os valores das opacidades obtidos a partir dos modelos e seus respectivos índices de opacidade do envoltório, índice τ , obtidos.

Objeto	τ	τX	Objeto	τ	τX
NP Pup	0,02	0	C 1467	0,20	1
BL Ori	0,03	0	BO CMa	0,20	1
U Ant	0,04	0	SS Vir	0,25	2
W CMa	0,04	0	RY Hya	0,40	2
V Oph	0,05	0	C 2031	0,43	2
W Pic	0,10	0	C 849	0,50	2
TW Oph	0,10	0	TV Car	0,55	2
SU Sco	0,10	0	BM Gem	0,60	2
RY Mon	0,10	0	C 1130	0,60	2
C 1705	0,10	0	AA Lep	0,62	2
RX Cru	0,11	1	V Hya	0,70	2
XZ Vel	0,12	1	CL Mon	1,00	2
BN Mon	0,12	1	GP CMa	1,50	2
CR Gem	0,14	1	V636 Mon	1,75	2
V2309 Oph	0,14	1	C 2535	2,40	2
RV Cen	0,15	1	MC79 2- 11	3,00	2
FK Pup	0,15	1	C 749	3,00	2
C 846	0,15	1	C 1003	4,30	3
T Cnc	0,20	1	HV CMa	6,00	3
Y Tau	0,20	1			

4.4.2 Índice SiC

O segundo índice de especificação das propriedades físicas do envoltório de poeira circunstelar é o índice *SiC*. Esse é um índice de abundância relativa do carbeto de silício ao carbono amorfo. Como a emissão característica em $11.3\mu\text{m}$ é usualmente associada à molécula de SiC, determinar um índice de abundância relativa para esse composto é a escolha mais natural, se queremos expor uma classificação eficiente dos envoltórios das estrelas carbonadas.

O índice *SiC* foi dividido em quatro níveis crescentes, assim como o índice τ , isto é, $1 \leq SiC \leq 4$. A abundância relativa de SiC/C.A. é, também, um dos parâmetros de saída dos modelos descritos na seção 4.3. Utilizamos as estrelas da seção 4.3.1 para definir os intervalos de atuação de cada um dos quatro níveis do índice *SiC*. Esses domínios estão listados na Tabela 25.

Tabela 25: Domínios de cada nível do índice SiC.

<i>SiCX</i>	$SiC_{\min} < SiC < SiC_{\max}$	<i>SiCX</i>	$SiC_{\min} < SiC < SiC_{\max}$
X = 1	$SiC \leq 0.10$	X = 2	$0.20 < SiC \leq 0.30$
X = 2	$0.10 < SiC \leq 0.20$	X = 3	$SiC > 0.30$

Definindo-se os domínios de atuação do índice *SiC*, prosseguimos com a determinação do índice para cada objeto da amostra. Analisamos dentro de qual intervalo cada razão de abundância SiC/C.A. se encontrava e obtivemos o nível apropriado para cada objeto da amostra. Os índices *SiC* encontram-se na Tabela 26.

Tabela 26: Tabela com os valores das razões de abundância encontrados a partir dos modelos e seus respectivos índices *SiC* obtidos.

Objeto	SiC/C.A.	<i>SiCX</i>	Objeto	SiC/C.A.	<i>SiCX</i>
V Hya	0,02	1	RY Hya	0,14	2
T Cnc	0,04	1	CR Gem	0,17	2
RV Cen	0,06	1	V2309 Oph	0,17	2
HV CMa	0,06	1	RY Mon	0,18	2
CL Mon	0,07	1	FK Pup	0,18	2
V636 Mon	0,07	1	C 2031	0,18	2
C 2535	0,07	1	Y Tau	0,20	2
NP Pup	0,08	1	AA Lep	0,20	2

Objeto	SiC/C.A.	SiCX	Objeto	SiC/C.A.	SiCX
W Pic	0,08	1	XZ Vel	0,22	3
SS Vir	0,10	1	C 1467	0,23	3
TW Oph	0,10	1	W CMa	0,27	3
GP CMa	0,10	1	BN Mon	0,30	3
U Ant	0,11	2	C 1705	0,38	4
SU Sco	0,11	2	BO CMa	0,40	4
BL Ori	0,12	2	C 846	0,46	4
C 849	0,13	2	RX Cru	0,55	4
TV Car	0,13	2	V Oph	0,70	4

4.4.3 Tipo Numérico de Temperatura (T)

Como apresentado no Capítulo 3, diversas tentativas foram feitas para se atribuir uma temperatura efetiva às estrelas carbonadas. Os métodos tradicionais de obtenção a partir de linhas atômicas no azul não obtiveram muito sucesso. A fim de determinar um tipo numérico de temperatura para cada objeto da amostra, optamos por utilizar como parâmetro a própria temperatura efetiva obtida através dos modelos calculados.

O índice numérico de temperatura complementa a classificação, posicionando-se logo após ao índice de população que foi obtido no Capítulo 3. Nem todas as estrelas da amostra, como já dito, possuem modelos calculados. Para essas o índice numérico de temperatura será omitido na classificação final. No entanto, por se tratar de um índice de relevância fundamental, uma notação de ausência (*) será acrescentada logo após o índice de população, para que no futuro esses sejam calculados através de outro método.

A partir dos atuais índices numéricos de temperatura disponíveis na literatura (Barnbaum *et al.*, 1996 e Yamashita, 1972 e 1975), determinamos os intervalos de atuação de cada nível do índice, a fim de que concordassem, pelo menos para a maioria dos objetos, com os níveis usualmente empregados para estrelas carbonadas. Os domínios dos níveis utilizados estão listados na Tabela 27.

Tabela 27: Domínios usuais de atuação do índice numérico de temperatura.

T	$T_{ef\ min} < T_{ef} < T_{ef\ max}$	T	$T_{ef\ min} < T_{ef} < T_{ef\ max}$
$T = 3$	$2600K < T_{ef} \leq 2800K$	$T = 5$	$2200K < T_{ef} \leq 2400K$
$T = 4$	$2400K < T_{ef} \leq 2600K$	$T = 6$	$T_{ef} \leq 2200K$

Esses intervalos constituem domínios para os níveis do índice numérico de temperatura para estrelas carbonadas tipo N, uma vez que, no Capítulo 3 foi constatado que a amostra é composta de basicamente desse tipo de estrelas. Porém, duas estrelas, C 1130 e NP Pup, foram classificadas como carbonadas tipo R. A seqüência de temperatura de estrelas tipo R difere da seqüência de tipo N, uma vez que as primeiras compõem um grupo mais quente que o segundo, tipo N. Devido à escassa amostra de estrelas R, não foi calculado um índice de temperatura. Ainda assim, se optou por representá-lo por seu índice numérico 5 e 4, respectivamente, atribuído por outros autores (Sanford, 1944). As estrelas que foram classificadas como candidatas a estrelas CH receberam o índice numérico de temperatura na mesma escala aplicada às estrelas carbonadas tipo N.

A partir das temperaturas efetivas calculadas dos modelos e tendo definido os domínios do índice numérico de temperatura, definimos dentro de qual intervalo cada objeto da amostra se encontrava. Os índices calculados encontram-se na Tabela 28.

Tabela 28: Tabela com os valores das temperaturas efetivas encontradas a partir dos modelos e seus respectivos índices numéricos de temperatura.

Objeto	$T_{ef}(K)$	T	Objeto	$T_{ef}(K)$	T
HV CMa	1900	6	T Cnc	2400	5
V Hya	2050	6	C 1467	2400	5
C 2535	2050	6	XZ Vel	2400	5
GP CMa	2100	6	TW Oph	2400	5
MC79 2- 11	2100	6	BN Mon	2450	4
RX Cru	2100	6	BM Gem	2450	4
C 849	2150	6	RY Hya	2450	4
CL Mon	2200	6	C 1705	2450	4
C 2031	2200	6	AA Lep	2500	4
V636 Mon	2250	5	C 1003	2500	4
CR Gem	2300	5	V Oph	2500	4
C 749	2300	5	Y Tau	2600	3
C 846	2300	5	TV Car	2600	3
FK Pup	2350	5	W CMa	2650	3
SU Sco	2350	5	BL Ori	2700	3
V2309 Oph	2350	5	U Ant	2700	3
W Pic	2400	5	SS Vir	2700	3
RY Mon	2400	5	RV Cen	2750	3
BO CMa	2400	5			

5. Resultados e Conclusões

Classificação Final Proposta

Ao longo dos Capítulos 3 e 4 foi apresentado um total de sete índices de classificação, parte no visível e parte no infravermelho, tidos como importantes na caracterização das principais propriedades observáveis das estrelas carbonadas. Diversos outros parâmetros poderiam ser empregados, porém, visando não sobrecarregar demais a notação final da classificação, apenas foram escolhidos os parâmetros descritos nos Capítulos 3 e 4. A Tabela 29 mostra os índices obtidos para cada objeto da amostra assim como a notação final proposta para a classificação dessas estrelas ricas em carbono.

A notação proposta foi escolhida de modo a ser a mais eficiente e sucinta possível. Desse modo, somente as propriedades físicas mais importantes estão representadas e, ainda assim, um cenário bastante completo é transmitido a partir dessa nova notação.

Os índices de classificação foram obtidos para uma amostra de 43 estrelas carbonadas. Desenvolvemos uma metodologia prática para definir as principais propriedades físicas dessas estrelas no visível, a abundância de carbono normal e isotópico e a intensidade das bandas de Merrill-Sanford através dos índices $C_{2,j}$ e MS. Esses foram obtidos baseados nos índices mais bem aceitos descritos na literatura.

Uma análise detalhada dos espectros das estrelas da amostra permitiu que se obtivesse um índice de população para muitas estrelas carbonadas que até então não possuíam nenhum. Os índices já existentes disponíveis na literatura foram reavaliados.

Um método robusto de análise dos envoltórios circunstelares dessas estrelas carbonadas foi empregado para descrevê-las no infravermelho. A solução do problema do transporte radiativo é obtido através de uma simulação numérica, utilizando o método de Monte Carlo no transporte de energia fóton a fóton, fornecendo, assim, os parâmetros necessários à obtenção dos índices característicos das estrelas carbonadas segundo seus envoltórios, índice τ e SiC .

Esse modelo ainda permitiu que se estimasse um índice numérico de temperatura para as estrelas da amostra, obtido a partir do parâmetro de saída T_{ef} , temperatura efetiva. Este último finaliza e completa a notação proposta para as estrelas carbonadas.

Tabela 29: Índices calculados e notação final proposta para classificação das 43 estrelas carbonadas consideradas nesse trabalho

Objeto	População	Temperatura	Índice C ₂	Índice j	Índice MS	Índice τ	Índice SiC	Notação Final
W Pic	N	5	6	7	3	0	1	C-J5 C ₂ 6 j7 MS3 τ0 SiC1
Y Tau	N	3	4	2	1	1	2	C-N3 C ₂ 4 MS1 τ1 SiC2
AA Lep	N:	4	4	2	-	2	2	C-N:4 C ₂ 4 τ2 SiC2
BN Mon	-	4	-	-	-	1	3	C- 4 τ1 SiC3
BL Ori	N	3	3	2	0	0	2	C-N3 C ₂ 3 τ0 SiC2
V636 Mon	N	5	5	3	3	2	1	C-N5 C ₂ 5 MS3 τ2 SiC1
DH Gem	R	*	3	3	0	-	-	C-R* C ₂ 3
CR Gem	N	5	3	1	1	1	2	C-N5 C ₂ 3 MS1 τ1 SiC2
GP CMa	N	6	2	1	3	2	1	C-N6 C ₂ 2 MS3 τ2 SiC1
NP Pup	R:	3	3	2	0	0	1	C-R:3 C ₂ 3 τ0 SiC1
CL Mon	N:	6	4	4	-	2	1	C-J:6 C ₂ 4 j4 τ2 SiC1
HV CMa	-	6	-	-	-	3	1	C- 6 τ3 SiC1
RY Mon	N	5	5	3	3	0	2	C-N5 C ₂ 5 MS3 τ0 SiC2
W CMa	N: (CH:)	3	4	3	0	0	3	C-N:3 C ₂ 4 τ0 SiC3
BO CMa	N	5	5	3	2	1	4	C-N5 C ₂ 5 MS2 τ1 SiC4
BM Gem	N	4	5	5	0	2	Jpec	C-J4 C ₂ 5 j5 τ2 Jpec
BE CMa	N	*	5	5	1	-	-	C-J* C ₂ 5 j5 MS1
C 749	N	5	5	6	2	2	Jpec	C-J5 C ₂ 5 j6 MS2 τ2 Jpec
C 849	N: (CH:)	6	4	2	0	2	2	C-N:6 C ₂ 4 τ2 SiC2
C 846	N	5	5	2	3	1	4	C-N5 C ₂ 5 MS3 τ1 SiC4
C 1003	N:	4	5	4	0	3	Jpec	C-J4 C ₂ 5 j4 τ3 Jpec
FK Pup	N	5	4	3	3	1	2	C-N5 C ₂ 4 MS3 τ1 SiC2
RY Hya	N	4	4	3	3	2	2	C-N4 C ₂ 4 MS3 τ2 SiC2
C 1130	R	4	5	4	0	2	Jpec	C-J:4 C ₂ 5 j4 τ2 Jpec
T Cnc	N	5	5	3	3	1	1	C-N5 C ₂ 5 MS3 τ1 SiC1
MC79 2-11	N:	6	6	6	0	2	Jpec	C-J6 C ₂ 6 j6 τ2 SiC1
C 1467	N	5	4	4	1	1	3	C-J:5 C ₂ 4 j4 MS1 τ1 SiC3

Objeto	População	Temperatura	Índice C ₂	Índice j	Índice MS	Índice τ	Índice SiC	Notação Final
XZ Vel	N:	5	5	2	3	1	3	C-N:5 C ₂ 5 MS3 τ1 SiC3
C 1705	N: (CH:)	4	4	3	3	0	4	C-N:4 C ₂ 4 MS3 τ0 SiC4
U Ant	N	3	5	3	1	0	2	C-N3 C ₂ 5 MSI τ0 SiC2
TV Car	N	3	3	2	3	2	2	C-N3 C ₂ 3 MS3 τ2 SiC2
V Hya	N: (CH:)	6	5	3	3	2	1	C-N:6 C ₂ 5 MS3 τ2 SiC1
SS Vir	N:	3	5	3	3	2	1	C-N:3 C ₂ 5 MS3 τ2 SiC1
C 2031	N:	6	5	3	3	2	2	C-N:6 C ₂ 5 MS3 τ2 SiC2
RX Cru	N:	6	5	3	3	1	4	C-N:6 C ₂ 5 MS3 τ1 SiC4
RV Cen	N	3	4	2	1	1	1	C-N3 C ₂ 4 MSI τ1 SiC1
V Oph	N:	4	4	3	1	0	4	C-N:4 C ₂ 4 MSI τ0 SiC4
SU Sco	N:	5	5	4	3	0	2	C-J5 C ₂ 5 j4 MS3 τ0 SiC2
V2309 Oph	N:	5	5	3	3	1	2	C-N:5 C ₂ 5 MS3 τ1 SiC2
TW Oph	N:	5	5	3	3	0	1	C-N:5 C ₂ 5 MS3 τ0 SiC1
C 2535	N:	6	4	3	3	2	1	C-N:6 C ₂ 4 MS3 τ2 SiC1
UW Sgr	R:	*	3	2	0	-	-	C-R:* C ₂ 3
BI Cap	R:	*	4	1	0	-	-	C-R:* C ₂ 4

5.1 Novas Classificações Obtidas

Uma das características mais importantes da amostra, o que também representou um grande desafio nesse trabalho, foi a ausência de informações para muitos objetos. Além do conhecimento da natureza carbonada dessas estrelas, pouco se sabia sobre suas propriedades físicas observáveis.

Dentre as estrelas sem nenhuma classificação de população, estavam 17 objetos. Devido à dificuldade de identificação de algumas linhas no visível dessas estrelas, algumas classificações não foram precisas e um índice de incerteza foi adotado na notação final.

Além de estrelas carbonadas tipo R e tipo N, identificamos também quatro candidatas a estrelas de população CH. Dessas, somente duas já possuíam uma classificação de população, W CMA e V Hya, tipo N. As outras duas receberam, pela primeira vez, um índice de população. Não foi possível, devido à cobertura espectral dos espectros no visível, identificar outras bandas de CH confiáveis além daquela presente em $\lambda 4352\text{\AA}$. Desse modo, a classificação final para esses quatro objetos recebeu como índice de população o tipo N:

Algumas estrelas carbonadas de população N descritas na literatura foram reavaliadas, revelando que a antiga classificação era falha para pelo menos três estrelas da amostra: DH Gem e UW Sgr (antigas N0, novas R) e NP Pup (antiga N4.5, nova R:3). Nessas três não foi possível observar as linhas características de elementos mais pesados gerados pelo processo s de captura de nêutrons.

O índice C_2 é a representação da principal característica das estrelas carbonadas, fornecendo uma estimativa da abundância de carbono nesses objetos. Esse índice foi obtido através de um método simples que correlaciona a intensidade das bandas do sistema de Swan. Foram obtidas estimativas de abundância para 21 carbonadas e revistos os índices atribuídos às demais estrelas da amostra.

Algumas estrelas carbonadas apresentam além do carbono normal, aquele na forma isotópica. Para caracterizar as estrelas com elevadas abundâncias de ^{13}C , introduzimos o índice j na classificação. Através do método apresentado no Capítulo 3 foram encontradas 10 estrelas carbonadas tipo J na amostra, sendo que apenas 2 já eram classificadas dessa forma. As outras duas eram descritas na literatura com índices j mais baixos que os encontrados nesse trabalho. Elas foram reavaliadas pois, aparentemente esses índices foram subestimados no passado.

Foi obtido para as estrelas CL Mon, C 1130 e C 1467 índices j_4 , que estão no limite determinado para as estrelas J, isto é, seus indicadores médios são 0.45, 0.46 e 0.48 respectivamente. Elas foram classificadas como possíveis candidatas a estrelas J com uma notação de população J:. Por outro lado, as estrelas C749 e W Pic foram classificadas como estrelas de elevadas abundâncias de carbono isotópico, com índices j_6 e j_7 respectivamente. A estrela W Pic, em especial, foi classificada como sobreabundante em carbono, uma vez que apresenta, dentre todos os objetos da amostra, os valores mais altos para os três índices de classificação visível (C_2 , j e MS).

As bandas de SiC_2 revelaram que os objetos com os índices MS mais elevado, MS3, possuem também, índices elevados de C_2 (C_{24} , C_{25} e C_{26}). As estrelas W Pic e V 2309 Oph são exemplos de estrelas com bandas intensas de Merrill-Sanford.

Os modelos de envoltório permitiram que se obtivesse parâmetros de classificação no infravermelho. Um dos mais significativos, a opacidade do envoltório, permitiu a determinação do índice τ , que determina o quão espesso é o envoltório da estrela carbonada analisada. Duas estrelas, C 1003 e HV CMa, obtiveram os maiores valores de τ , classificando-as como estrelas com envoltório opticamente espesso. Das estrelas da amostra, 29 não possuíam nenhuma análise quanto a seus envoltórios de poeira circunstelar na literatura.

O último índice da notação proposta é o que fornece uma estimativa da abundância de carbeto de silício em relação à de carbono amorfo. Algumas estrelas já possuíam uma classe de envoltório disponível na literatura segundo o formato da emissão em $11.3\mu\text{m}$. Para essas e outras 18, que não possuíam nenhuma informação sobre seus envoltórios, definimos o índice de SiC , que fornece uma estimativa quanto à composição química de seus envoltórios.

Ao analisar a natureza das espécies de grãos nos envoltórios foram encontradas, 5 estrelas com fotosferas ricas carbono, porém com envoltórios com características de estrelas oxigenadas. É difícil interpretar esses resultados. O envoltório circunstelar é entendido como sendo formado a partir da perda de massa da estrela carbonada central, e deveria refletir o material rico em carbono da fotosfera. No entanto, ao invés de uma emissão característica de grãos de SiC , encontramos outra associada a grãos de silicato, característica comum a estrelas oxigenadas. Algumas sugestões de cenários que justifiquem esse comportamento foram mencionadas na seção 4.1.

5.2 Correlações entre os Índices

Tentou-se encontrar relações entre os vários índices obtidos, e também entre estes e outros parâmetros calculados para os objetos. Dentre essas, as relações entre parâmetros obtidos a partir da análise na região visível do espectro e aqueles obtidos através dos dados no infravermelho são de particular interesse. Uma vez que esses parâmetros caracterizam um sistema estelar composto por uma estrela central e um envoltório e que as partes desse sistema evoluem juntas e interagem entre si, era esperado que se encontrasse alguma relação entre os parâmetros obtidos em ambas as regiões espectrais.

Uma correlação realmente foi encontrada para alguns pares de parâmetros obtidos, no entanto, nem sempre se mostrou forte. Um fator que pode ter contribuído para que essa correlação não fosse, eventualmente, encontrada foi a falta de um intervalo grande de variação dos valores de alguns parâmetros na amostra considerada. Os intervalos de temperatura e de opacidade dos envoltórios, em especial, não são muito amplos e, o que pode ter ocultado algumas relações que talvez existissem.

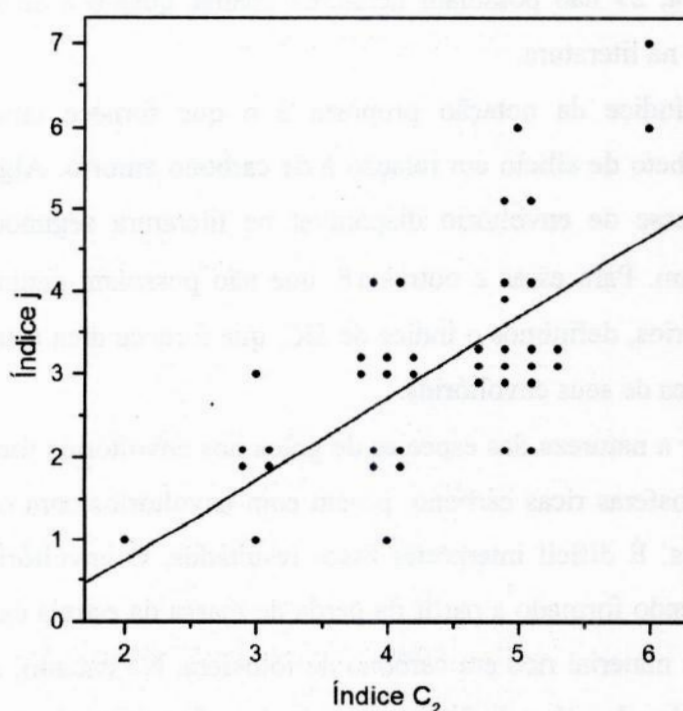


Figura 33: O índice j e o C_2 , índices de abundância de carbono isotópico e normal respectivamente, apresentam uma forte correlação. Este resultado talvez esteja associado a eficiência da 3ª série de dragagens.

Entre os índices no visível, encontramos uma forte correlação entre os índices j e C_2 , índices de abundância de carbono isotópico e normal. Podemos observar que esses dois índices apresentam entre si uma relação quase linear. Este comportamento é observado na Figura 33. O resultado talvez esteja associado a eficiência da 3ª série de dragagens. Pode-se supor que quanto mais eficiente for a 3ª dragagem mais se espera que a estrela seja rica em carbono e, da mesma forma, a abundância de carbono isotópico, representada pelo índice j , também deve ser tão maior quanto mais ^{13}C for dragado do interior estelar. Assim, a correlação entre esses índices pode ser usada para justificar um cenário evolutivo para as estrelas carbonadas.

Analisamos, então, as correlações de alguns índices calculados com a temperatura efetiva da estrela central, obtida através da análise no infravermelho. Os índices no visível C_2 e j não parecem apresentar uma correlação significativa com esta, como visto na Figura 34. Como dito anteriormente, um intervalo maior de valores de temperatura efetiva talvez mudasse o resultado dessa análise.

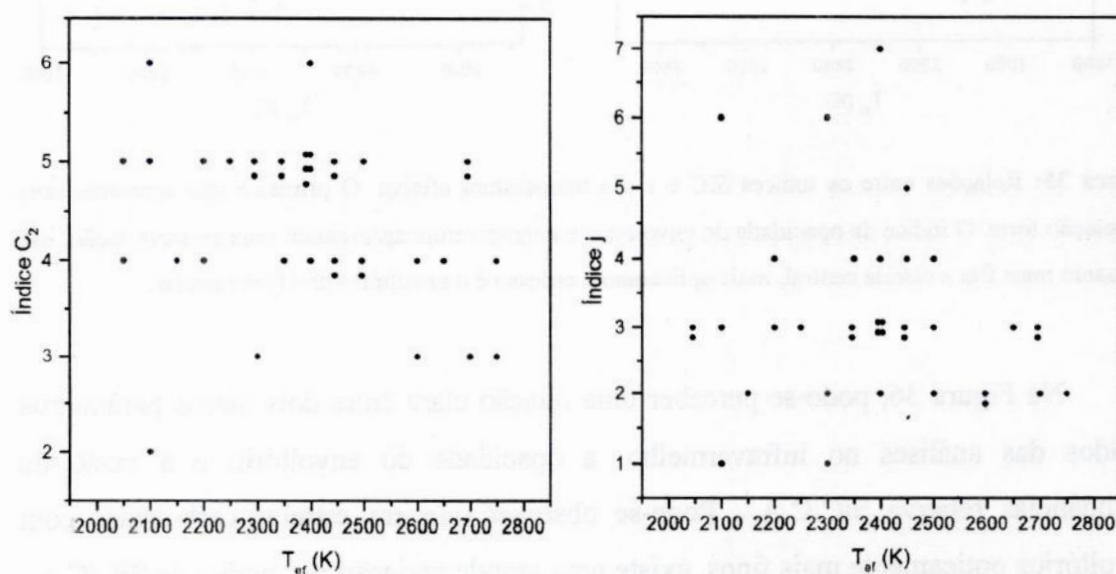


Figura 34: Gráfico que mostra o comportamento dos índices C_2 e j com a variação da temperatura efetiva da estrela central.

Os índices de classificação no infravermelho parecem se relacionar melhor com a temperatura da estrela. A Figura 35 mostra as relações encontradas entre os índices SiC e τ , índices de abundância relativa de SiC/C.A. e opacidade do envoltório respectivamente, com a temperatura efetiva. No primeiro, a correlação é muito fraca, no segundo porém, existe uma anti-correlação evidente. A relação encontrada entre o

índice τ e a temperatura efetiva é interpretada facilmente, pois quanto mais baixa a temperatura da estrela central, mais propício à nucleação de grãos está o envoltório. E quanto mais grãos possui, mais opticamente espesso é o envoltório de poeira circunstelar. Novamente vale notar que essa anti-correlação entre o índice de opacidade e a temperatura deve se tornar ainda mais evidente se tomarmos uma amostra em que se tenha um intervalo maior de variação desta.

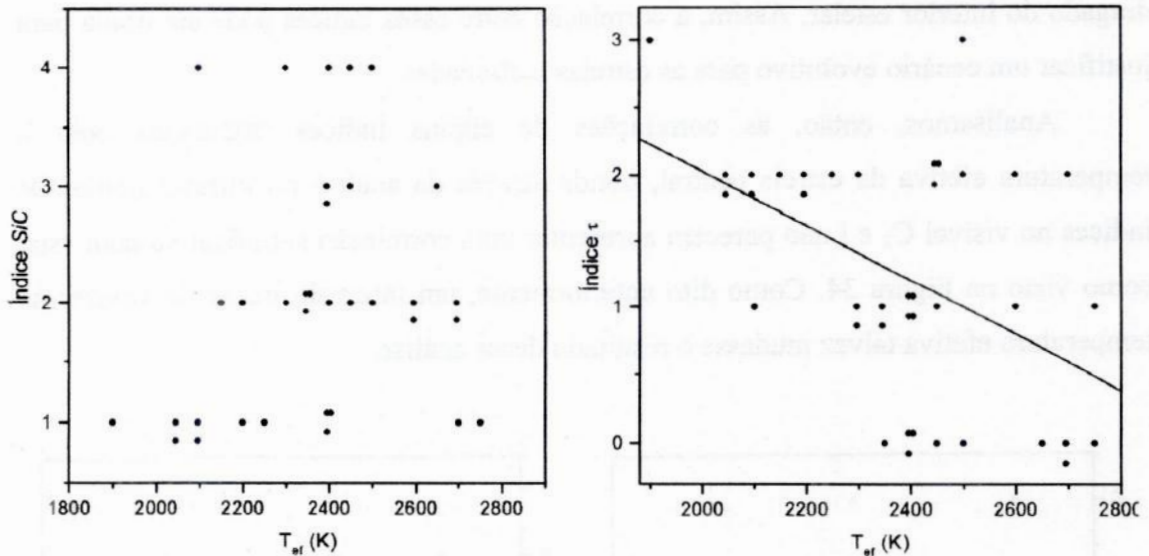


Figura 35: Relações entre os índices SiC e τ e a temperatura efetiva. O primeiro não apresenta uma correlação forte. O índice de opacidade do envoltório e a temperatura apresentam uma anticorrelação, isto é, quanto mais fria a estrela central, mais opticamente espesso é o envoltório do objeto estelar.

Na Figura 36, pode-se perceber uma relação clara entre dois outros parâmetros obtidos das análises no infravermelho: a opacidade do envoltório e a razão de abundâncias relativa SiC/C.A.¹. Pode-se observar que em estrelas carbonadas com envoltórios opticamente mais finos, existe uma grande variação nas razões de SiC/C.A., enquanto que, para as estrelas com envoltórios opticamente mais espessos estas tendem a ser sempre mais baixas. Esse resultado reforça a sugestão de Lorenz-Martins & Lefèvre (1993) de que os grãos de SiC são os primeiros a se condensar nos envoltórios opticamente finos das estrelas carbonadas que estão nos estágios iniciais das AGBs sendo portanto, mais abundantes nessa fase. Quando o envoltório se torna opticamente

¹ Aqui empregamos não os índices, mas os valores obtidos diretamente do modelo (em escala contínua), para que a relação fosse mais facilmente visualizada.

mais espesso, estágios mais avançados da evolução dessas estrelas, os grãos de carbono amorfo passam a dominar a nucleação dos grãos dos envoltórios. E os próprios grãos de SiC se tornam ambientes propícios para condensação do C.A.. Como resultado, essas estrelas mais evoluídas apresentam baixas razões SiC/C.A..

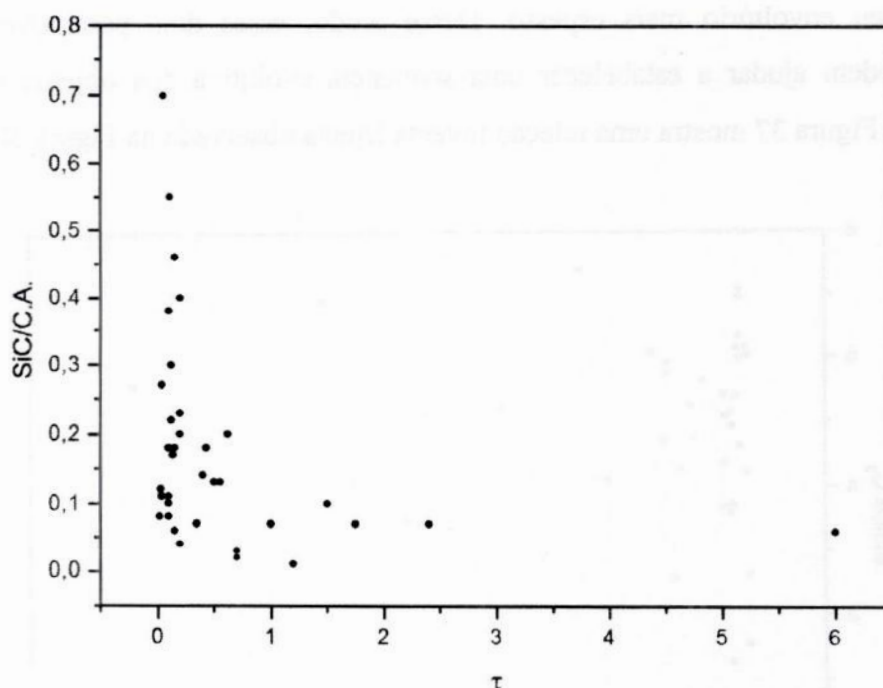


Figura 36: Relação entre a razão de abundâncias SiC/C.A. e a opacidade do envoltório. Este resultado reforça a teoria de uma seqüência evolutiva das estrelas carbonadas baseadas nesses parâmetros de seus envoltórios circumstelares.

A relação entre o índice C_2 , índice de abundância de carbono obtida do espectro visível¹, com a opacidade do envoltório, obtida através dos dados no infravermelho, é mostrada na Figura 37, e confirma a teoria evolutiva descrita anteriormente. Observa-se que estrelas carbonadas com envoltórios opticamente mais finos apresentam grandes variações em suas abundâncias de carbono, enquanto que estrelas com envoltórios circumstelares opticamente mais espessos tendem a apresentar concentrações maiores de carbono em suas atmosferas. Uma interpretação simplista deste resultado é que estrelas com envoltórios opticamente mais finos podem ainda não ter sido muito enriquecidas

¹ Note-se também que, visando facilitar a visualização, os valores do índice C_2 empregados no gráfico foram calculados do indicador médio de abundância de carbono sem o truncamento para uma escala discreta.

com o carbono trazido do interior estelar, pois ainda estão nos estágios iniciais da fase das AGBs e a 3ª série de dragagens está ainda no começo. Nesse estágio, as estrelas ainda não perderam uma grande quantidade de matéria, formando, portanto, apenas um envoltório circumstelar mais fino. Conforme evolui, mais carbono é trazido do interior estelar, aumentando assim o índice C_2 e mais material foi expulso de suas atmosferas, tornando seu envoltório mais espesso. Desse modo, esses dois parâmetros juntos também podem ajudar a estabelecer uma seqüência evolutiva dos objetos ricos em carbono. A Figura 37 mostra uma relação inversa àquela observada na Figura 36.

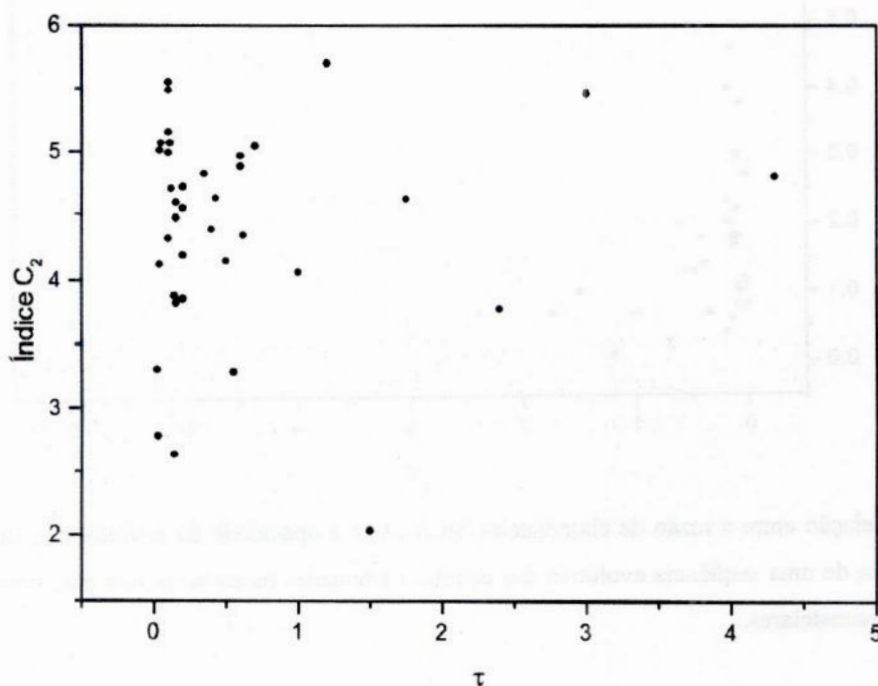


Figura 37: Relação entre a abundância de carbono, índice C_2 , e a opacidade do envoltório. Este resultado reforça a teoria de uma seqüência evolutiva das estrelas carbonadas e, mostra uma correlação inversa à encontrada na Figura 36.

Muitos são os sistemas de classificação de estrelas carbonadas disponíveis na literatura, atualmente. No entanto, essa diversidade mais complica a vida dos pesquisadores do que facilita, uma vez que muitos dos parâmetros de catalogação não têm sido definidos com muito rigor. Tornou-se, cada vez mais comum observar que de um trabalho para outro as definições de um mesmo índice de classificação não parecem estar em concordância.

Outro grande problema dos sistemas de classificação de estrelas ricas em carbono é a existência de caracterizações segundo suas fotosferas ou segundo seus

envoltórios. Não há um sistema que reúna essas duas classificações de modo a proporcionar um cenário completo sobre esses objetos.

Nesse trabalho, tentou-se minimizar essas falhas na classificação das estrelas carbonadas. Foram utilizados os índices de classificação mais bem aceitos na literatura para representar esses objetos ricos em carbono. Esses índices concordam com os mais atuais sistemas de classificação existentes, de modo que não foi criado um sistema completamente novo, o que só contribuiria para complicar mais a compreensão desses objetos. Desenvolvemos um refinamento nos sistemas atuais, reunindo os sucessos obtidos nas classificações, com algumas simples modificações que permitiram descrever com bastante rigor os índices de classificação e seus domínios de atuação.

O Sistema de Classificação MK Revisado, adotado como base do sistema de classificação das estrelas dessa amostra no visível e o apresentado por Lorenz-Martins & Lefèvre (1994), que descreve os envoltórios circunstelares das estrelas carbonadas, se mostraram práticos e fáceis de se aplicar à maior parte das estrelas da amostra. As modificações empregadas em ambos visaram unicamente obter uma notação final de classificação com a forma mais compacta e eficiente possível.

O grande diferencial desse trabalho, no entanto, foi a reunião desses dois sistemas a fim de se obter uma classificação capaz de descrever um cenário mais completo para as estrelas carbonadas. Ao se considerar os dados em um amplo intervalo espectral, do visível ao infravermelho, garantimos classificações mais confiáveis e completas.

Os índices escolhidos foram os considerados mais relevantes numa classificação que visa descrever objetos ricos em carbono. Diversos outros índices poderiam ter sido incluídos, no entanto, a notação final deixaria de ser sucinta, o que a tornaria menos prática. Além desse sistema de classificação refinado, foi apresentada uma aplicação do mesmo a uma amostra de 43 estrelas carbonadas e um catálogo com as classificações finais obtidas.

Os catálogos estelares correspondem ao ponto de partida para qualquer pesquisador observacional ou teórico. Eles devem possuir as informações mais relevantes de modo a facilitar o trabalho desses pesquisadores. O sistema de classificação refinado apresentado cumpre esse papel ao reunir índices classificadores capazes de descrever o cenário complexo de uma estrela carbonada, composta por um sistema de estrela central e envoltório de poeira circunstelar, de modo compacto e eficiente.

Bibliografia

- Barnbaum C., Kastner J. H., Morris M., Likkell L., 1991, *A&A*, 251, 79.
- Barnbaum C., Stone R. P. S., Keenan P. C., 1996, *ApJS*, 105, 419.
- Bouigue, R., 1954, *AnAp*, 17, 104
- Dean, C. A., 1976, *AJ*, 81, 364.
- Dominy, J. F., 1984, *ApJS*, 55, 27.
- Ercolano, B., Barlow, M. J., Storey, P. J., Liu, X. -W., 2003, *MNRAS*, 340, 1136-1152.
- Frenklach, M., Carmer, C. S., Feigelson, E. D., 1989, *Nat*, 339, 196.
- Gordon, C. P., 1968, *PASP*, 80, 597.
- Gordon, P. C., 1971, *PASP*, 83, 667.
- Habing, H. J., Olofsson, H., 2004, 'AGB Stars: Hystory, Structure and Characteristics' in *Asymptotic Giant Branch Stars*, (ed. Habing, H. J., Olofsson, H., A&A Library, Springer, New York).
- Habing, H. J., Whitelock, P.A., 2004, 'AGB Stars as Tracers of Stellar Population' in *Asymptotic Giant Branch Stars*, (ed. Habing, H. J., Olofsson, H., A&A Library, Springer, New York).
- Hoyle, F., Wickramasinghe, N. C., 1991, *The Theory of Cosmic Grains*, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht.
- Iben, I. Jr., 1962, *AJ*, 64, 274.
- Iben, I. Jr., 1981, 'On The Interior Properties of Red Giants', in *Physical Processes in Red Giants*, (ed. Iben, I. Jr, Renzini, A.; London).
- Iben, I. Jr., 1990, *Arpf. Symp*, 117.

- Iben, I. Jr, Renzini, A., 1983, *ARA&A*, 21, 271.
- Jaschek C., Jaschek M., 1987, *The Classification of Stars*. Cambridge University Press, Cambridge.
- Jura, M., 1984, *ApJ*, 286, 630.
- Kaler, J. B., 1989, *Stars and Their Spectra*, Cambridge University Press, Cambridge.
- Keenan, P. C., 1942, *ApJ*, 96, 101-105.
- Keenan, P. C., 1993, *PASP*, 105, 905-910.
- Keenan, P. C., Morgan, W. W., 1941, *ApJ*, 94, 501.
- Kleman, B., 1956, *ApJ*, 123, 162.
- Lambert, D. L., Gustafsson, B., Eriksson K., Hinkle K. H., 1986, *ApJS*, 62, 373.
- Lefèvre, J., Bergeat J., Daniel J.-Y., 1982, *A&A*, 114, 341.
- Little-Marenin, I. R., 1986, *ApJ*, 307, 15.
- Lloyd Evans, T., 1990, *MNRAS*, 243, 336.
- Lorenz-Martins, S., 1996, *A&A*, 314, 209-216.
- Lorenz-Martins, S., 2001, *A&A*, 367, 189-198.
- Lorenz-Martins, S., Lefèvre, J., 1993, *A&A*, 280, 567-580.
- Lorenz-Martins, S., Lefèvre, J., 1994, *A&A*, 291, 831-841.
- Maciel, W. J., 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*, Edusp, São Paulo.
- McCabe, E. M., 1982, *MNRAS*, 200, 71 .
- McKellar, A., 1947, *JASC*, 41, 147.
- McKellar, A., 1949, *Pub. Dom. Astrophys. Obs. Victoria*, 7, No. 26, 395.
- Merrill, P. W., 1926, *PASP*, 38, 175.

- Morgan D. H., Cannon R. D., Hatzidimitriou D., Croke B. F. W., 2003, *MNRAS*, 341, 534.
- Morgan D. H., Hatzidimitriou D., Cannon R. D., 2004, *MNRAS*, 355, 1196.
- Morgan, W. W., Keenan, P. C., 1973, *ARAA*, 11, 28.
- Olofsson, H., 2004, 'Circumstellar Envelopes' in *Asymptotic Giant Branch Stars*, (ed. Habing, H. J., Olofsson, H., A&A Library, Springer, New York).
- Pearce, R. W. B., Gaydon, A. G., 1976, *The Identification of Molecular Spectra*, 4th ed., Chapman and Hall, London.
- Pickering, E. C., 1890, *Harvard Ann.*, 28, 1.
- Pilachowski, C. A., 1987, 'Atmospheric Diagnostics of Stellar Evolution', in *Proceedings of the 108th IAU Colloquium*, (ed. K. Nomoto; Tokyo).
- Sackmann, J., Boothroyd, A. I., 1999, *ApJ*, 510, 217.
- Sanford, R. F., 1926, *PASP*, 38, 177.
- Sanford, R.F., 1944, *ApJ*, 99, 145.
- Sarre, P. J., Hurst, M. E., Lloyd Evans, T., 1996, *ApJ*, 471, 107.
- Sarre, P. J., Hurst, M. E., Lloyd Evans, T., 2000, *MNRAS*, 319, 103-110.
- Sedlmayr E., 1994, *LNP*, 428, 163
- Shane, C. D., 1920, *Lick Obs. Bull.*, 10, 79, No. 329.
- Sloan, G. C., Little-Marenin, I. R., Price, S. D., 1998, *AJ*, 115, 809-820.
- Tsuji, T., 1981a, *JApA*, 2, 95.
- Tsuji, T., 1981b, *JApA*, 2, 253.
- Utsumi, K., 1985, *Cool Stars with Excess of Heavy Elements*, (ed. M. Jасhek & P. C. Keenan), pp. 243.

Willems, F. J., de Jong, T., 1986, *A&A*, 309, 39.

Yamashita, Y., 1972, *AnTok*, 13, 167.

Yamashita, Y., 1975, *PASJ*, 27, 459.

Constantes Ópticas

Pégourié, B., 1988, *A&A*, 194, 335.

Pégourié, B., David, P., 1985, *A&A*, 142, 451.

Rouleau, F., Martin, P. G., 1988, *ApJ*, 377, 526.

Rowan-Robinson, M., Lock T. D., Walker, D. W., Harris S., 1986, *MNRAS*, 222, 273.

Fontes de Dados Fotométricos para as Estrelas da Amostra

Alksnis, A., Balklavs, A., Dzervitis, U., Eglitis, I., Paupers, O., Pundure, I., 2001, *BaltA*, 10, 461.

Bergeat, J., Knapik, A., Rutily, B., 2001, *A&A*, 369, 178-209.

Catchpole, R. M., Robertson, B. S. C., Lloyd-Evans, T. H. H., Feast, M. W., Glass, I. S., Carter, B. S., 1979, *SAAOC*, 1, 61

Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., Zacarias, N., 2003, *2MASS All-Sky Catalog of Point Sources*, University of Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center (IPAC/California Institute of Technology).

- Ducati, J. R., 2002, *Stellar Photometry in Johnson's 11-color system*, Department of Astronomy, University of Wisconsin.
- Egan, Michael P., Price, Stephan D., 1996, *AJ*, 112, 2862.
- Egan, M. P., Price, S. D., Kraemer, K. E., Mizuno, D. R., Carey, S. J., Wright, C. O., Engelke, C. W., Cohen, M., Gugliotti, M. G., 2003, *MSX6C Infrared Point Source Catalog*, Air Force Research Laboratory Technical Report AFRL-VS-TR-2003-1589
- Egret, D., 1980, *BICDS*, 18, 82.
- Egret, D., Didelon, P., McLean, B. J., Russell, J. L., Turon, C., 1992, *A&A*, 258, 217.
- Epchtein, N., Matsuura, O. T., Braz, M. A., Lepine, J. R. D., Picazzio, E., Marques Dos Santos, P., Boscolo, P., Le Bertre, T., Roussel, A., Turon, P., 1985, *A&AS*, 61, 203.
- Epchtein, N., Le Bertre, T., Lepine, J. R. D., 1990, *A&A*, 227, 82.
- ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, European Space Agency.
- Fouque, P., Le Bertre, T., Epchtein, N., Guglielmo, F., Kerschbaum, F., 1995, *A&AS*, 93, 151.
- Guglielmo, F., Epchtein, N., Le Bertre, T., Fouque, P., Hron, J., Kerschbaum, F., Lepine, J. R. D., 1993, *A&AS*, 99, 31.
- IRAS Science Working Group, 1988, *IRAS Point Source Catalog*, version 2.0, NASA RP-1190.
- Kerschbaum, F., Lazaro, C., Habison, P., 1996, *A&AS*, 118, 397.
- Kharchenko, N. V., 2001, *KFNT*, 17, 409.
- Le Bertre, T., 1992, *A&AS*, 94, 377.
- Lloyd Evans, T., 1990, *MNRAS*, 243, 336.
- Merrill, P. W., Sanford, P. W., Burwell, C. G., 1942, *PASP*, 53, 107-109.

- Monet, D. Bird A., Canzian, B., Dahn, C., Guetter, H., Harris, H., Henden, A., Levine, S., Luginbuhl, C., Monet, A. K. B., Rhodes, A., Riepe, B., Sell, S., Stone, R., Vrba, F., Walker, R., 1998, *The USNO-A2.0 Catalogue*, U.S. Naval Observatory Flagstaff Station (USNOFS) e Universities Space Research Association (USRA).
- Morel, M., Magnenat, P., 1978, *A&AS*, 34, 477.
- Myers, J. R., Sande, C. B., Miller, A. C., Warren, W. H., Jr., Tracewell, D. A., 2001, *SKY2000 Catalog, Version 4*, Goddard Space Flight Center, Flight Dynamics Division.
- Noguchi, K., Kawara, K., Kobayashi, Y., Okuda, H., Sato, S., Oishi, M., 1981, *PASJ*, 33, 373.
- Olofsson, H., Eriksson, K., Gustafsson, B., Carlstroem, U., 1993, *ApJS*, 87, 305.
- Skiff, A. B., 2003, *Catalogue of Stellar Spectral Classifications*, Lowell Observatory.
- STScI, 2001, *The GSC 2.2 Catalogue*, Space Telescope Science Institute e Osservatorio Astronomico di Torino.

Apêndice A – Parâmetros Médios

Parâmetros para o cálculo do índice j e C_2

Objeto	q_1	q_2	p_1	p_2	\bar{q}_1	\bar{q}_2	\bar{p}_1	\bar{p}_2
AA Lep	0,04	0,79	0,65	152,93	0,04	0,79	0,65	152,93
BE CMa	0,55	1,01	0,99	176,99	0,61	0,90	0,92	169,21
	0,67	0,79	0,84	161,43				
BI Cap	0,03	0,64	0,48	176,28	0,03	0,64	0,48	176,28
BL Ori	0,03	0,05	0,40	61,52	0,03	0,05	0,40	61,52
BM Gem	0,56	0,94	1,01	143,83	0,53	0,73	0,91	141,82
	0,51	0,52	0,81	139,80				
BO CMa	0,22	0,47	0,81	154,22	0,23	0,44	0,79	138,34
	0,25	0,42	0,77	122,45				
C 1003	0,52	0,65	0,88	159,99	0,48	0,53	0,81	158,34
	0,44	0,41	0,73	156,70				
C 1130	0,40	0,44	0,78	173,13	0,43	0,45	0,78	181,74
	0,40	-	0,69	177,37				
	0,48	0,46	0,87	194,72				
C 1467	0,56	-	0,61	116,80	0,53	0,30	0,67	100,25
	0,51	0,30	0,72	83,69				
C 1705	0,30	0,16	0,70	151,43	0,33	0,18	0,70	138,05
	0,35	0,20	0,69	124,67				
C 2031	0,33	-0,08	0,56	157,43	0,34	0,00	0,67	175,07
	0,35	0,08	0,79	192,71				
C 2535	0,34	0,25	0,66	95,17	0,34	0,25	0,66	95,17
C 749	0,71	1,07	0,88	185,79	0,78	1,08	0,99	178,87
	0,84	1,09	1,11	171,95				
C 846	0,24	0,35	0,75	170,20	0,24	0,27	0,72	159,81
	0,25	0,19	0,68	149,43				
C 849	0,28	0,74	0,77	134,37	0,25	0,61	0,69	124,06
	0,22	0,48	0,61	113,76				
CL Mon	0,39	0,52	0,63	130,36	0,39	0,52	0,63	130,36
CR Gem	0,10	-0,04	0,43	40,44	0,10	-0,04	0,43	40,44
DH Gem	0,08	0,88	0,41	127,93	0,08	0,88	0,41	127,93
FK Pup	0,26	0,28	0,70	164,67	0,25	0,29	0,68	158,17
	0,25	0,29	0,65	151,66				
GP CMa	0,07	0,06	0,33	6,60	0,07	0,06	0,33	6,60
MC 79 2-11	0,64	1,04	1,02	194,48	0,63	1,05	1,02	195,15
	0,62	1,06	1,02	195,81				
NP Pup	0,34	0,44	0,64	54,94	0,34	0,44	0,64	54,94
RV Cen	0,21	-0,19	0,51	94,17	0,31	-0,24	0,58	118,87
	0,41	-0,29	0,64	143,57				
RX Cru	0,32	0,12	0,76	197,01	0,32	0,12	0,76	197,01
RY Hya	0,37	0,35	0,77	158,67	0,38	0,27	0,68	149,96
	0,40	0,18	0,60	141,26				
RY Mon	0,27	0,53	0,82	196,04	0,28	0,38	0,78	184,69
	0,28	0,23	0,74	173,35				
RZ Vel	0,31	0,09	0,65	132,71	0,31	0,09	0,65	132,71

Objeto	q_1	q_2	p_1	p_2	\bar{q}_1	\bar{q}_2	\bar{p}_1	\bar{p}_2
SS Vir	0,33	0,59	0,83	155,66	0,33	0,59	0,83	155,66
SU Sco	0,58	0,51	1,04	169,19	0,58	0,51	1,04	169,19
T Cnc	0,25	0,12	0,61	142,18	0,30	0,38	0,74	166,83
	0,34	0,64	0,88	191,49				
TV Car	0,23	-0,10	0,60	62,31	0,23	-0,10	0,60	62,31
TW Oph	0,33	0,65	0,88	191,99	0,34	0,49	0,85	183,83
	0,34	0,33	0,82	175,66				
U Ant	0,25	0,43	0,79	183,76	0,25	0,43	0,79	183,76
UW Sgr	0,34	-0,19	0,56	66,87	0,34	-0,19	0,56	66,87
V 2309 Oph	0,38	0,18	0,75	197,00	0,38	0,18	0,75	197,00
V Hya	0,33	0,37	0,82	182,82	0,33	0,37	0,82	182,82
V Oph	0,39	0,50	0,73	87,57	0,39	0,50	0,73	87,57
V636 Mon	0,47	0,50	0,87	173,28	0,39	0,42	0,82	138,07
	0,31	0,34	0,77	102,85				
W CMa	0,31	0,37	0,60	173,00	0,26	0,43	0,66	128,33
	0,21	0,50	0,73	83,66				
W Pic	0,79	1,51	0,97	192,20	0,79	1,51	0,97	192,20
XZ Vel	0,32	0,47	0,76	160,40	0,32	0,47	0,76	160,40
Y Tau	0,14	0,25	0,69	128,46	0,14	0,25	0,69	128,46

Parâmetros para o cálculo do índice MS

Objeto	d	\bar{d}	Objeto	d	\bar{d}
BE CMa	0,39	0,39	NP Pup	0,14	0,14
BL Ori	0,08	0,08	RY Mon	0,97	0,95
BO CMa	0,41	0,43		0,92	
	0,46		SS Vir	0,70	0,70
C 1467	-	0,22	Su Sco	0,75	0,75
	0,22		T Cnc	0,92	0,93
C 1705	0,94	0,88		0,94	
	0,83		TV Car	0,78	0,72
C 2031	0,98	0,95		0,65	
	0,92		TW Oph	0,88	0,86
C 2535	0,88	0,88		0,84	
C 749	0,40	0,40	U Ant	0,28	0,28
C 846	0,94	0,91	UW Sgr	0,21	0,21
	0,88		V 2309		
CR Gem	0,37	0,37	Oph	0,91	0,91
FK Pup	0,78	0,83	V 636 Mon	0,78	0,84
	0,87			0,89	
GP CMa	0,68	0,64	V Hya	-	0,67
	0,61			0,67	
RV Cen	0,25	0,26	V Oph	0,36	0,36
	0,28		W CMa	0,18	0,18
RX Cru	0,84	0,90		0,18	
	0,96		W Pic	0,99	0,96
RY Hya	0,71	0,65		0,94	
	0,60		XZ Vel	0,93	0,93
			Y Tau	0,31	0,31

Apêndice B – Modelos e Espectros

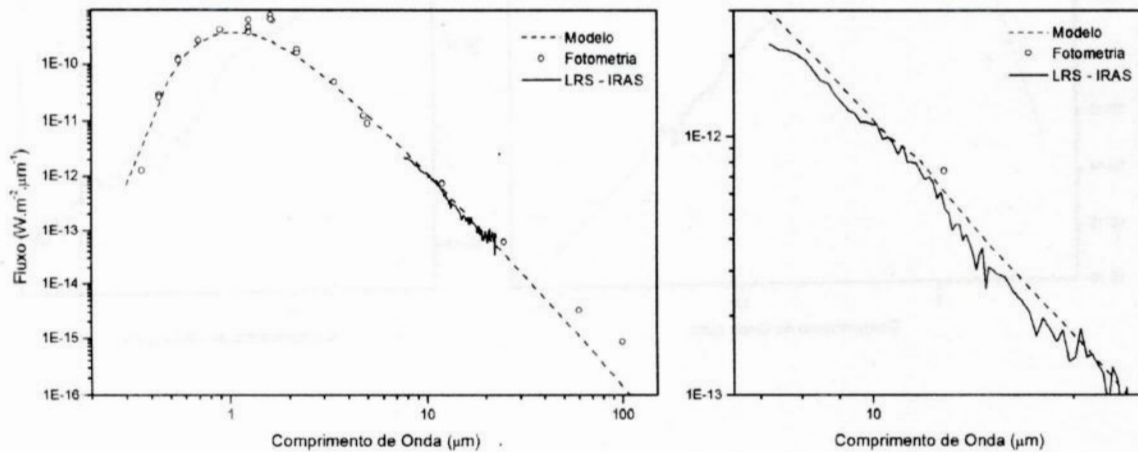
Apresentamos a seguir os modelos de envoltório para todas as estrelas para os quais estes foram calculados, em ordem crescente de opacidade e separados por espécies de grãos.

Em seguida, estão dispostos os espectros ópticos das estrelas analisadas no visível, obtidos no ESO – La Silla. Estes estão organizados segundo suas populações e em ordem crescente de índice de temperatura.

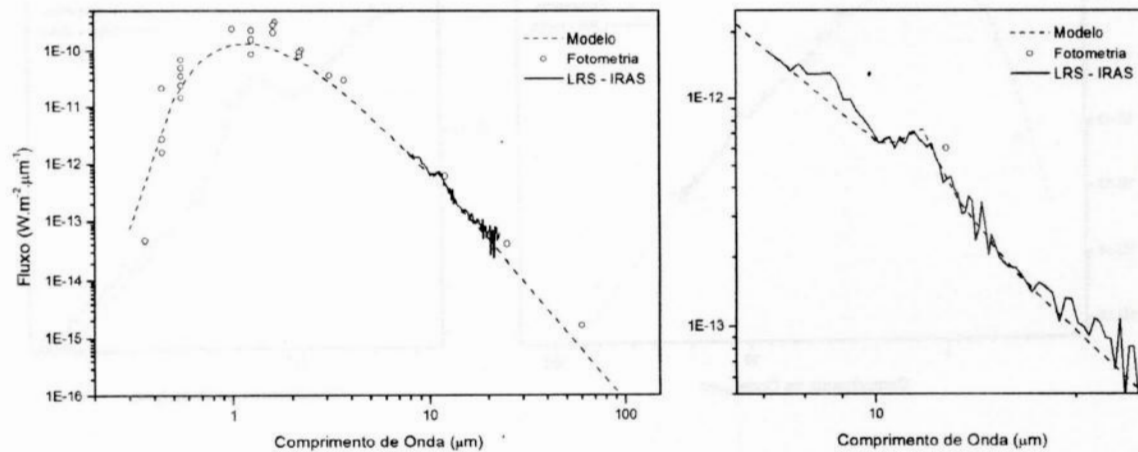
Modelos com 2 Espécies de Grãos Simples

Ordem Crescente de Opacidade

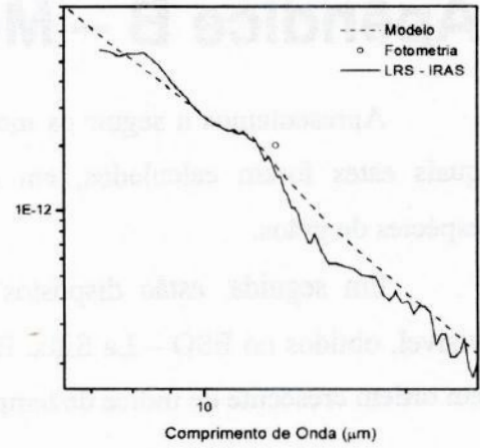
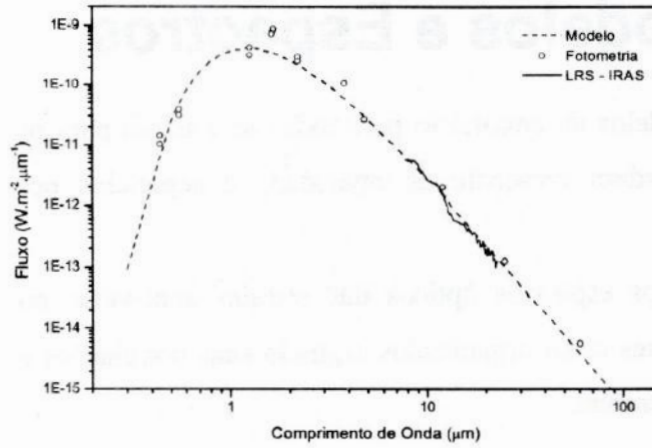
NP Pup



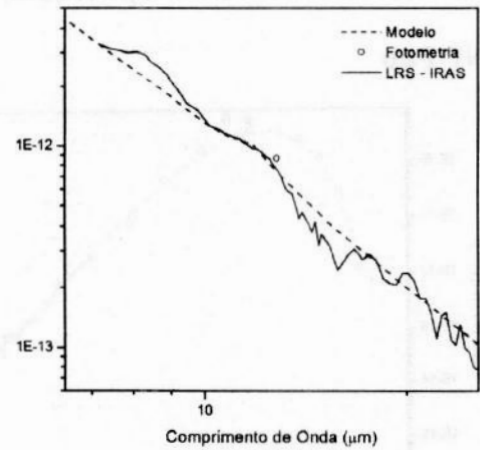
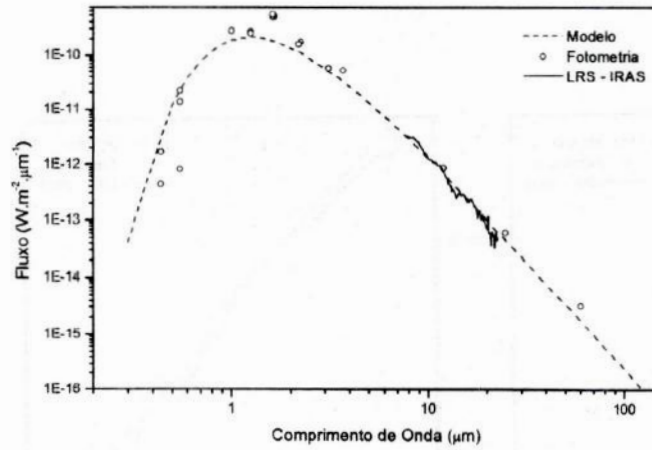
V Oph



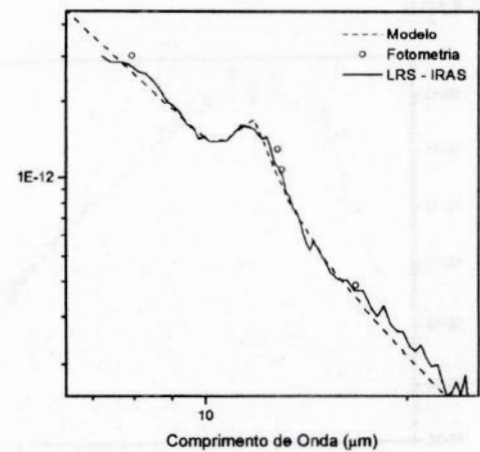
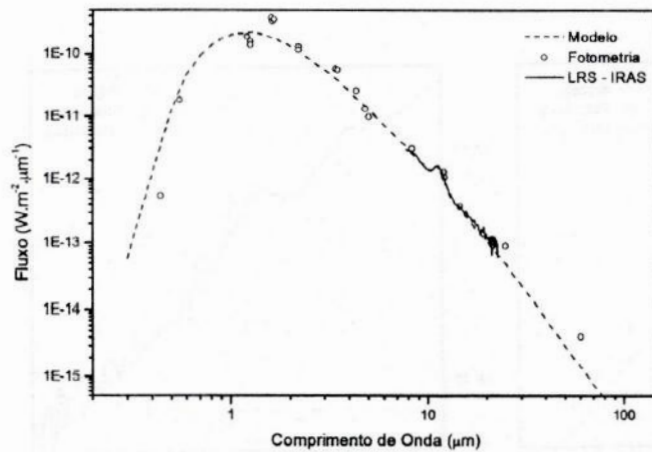
TW Oph



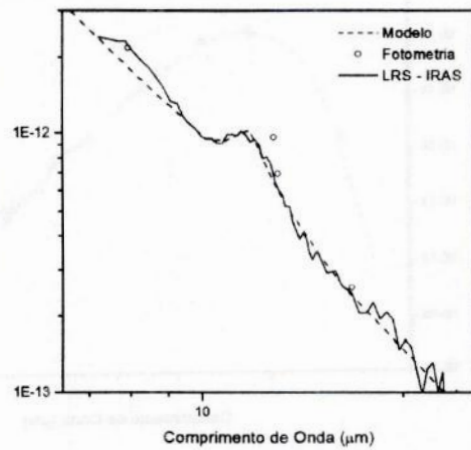
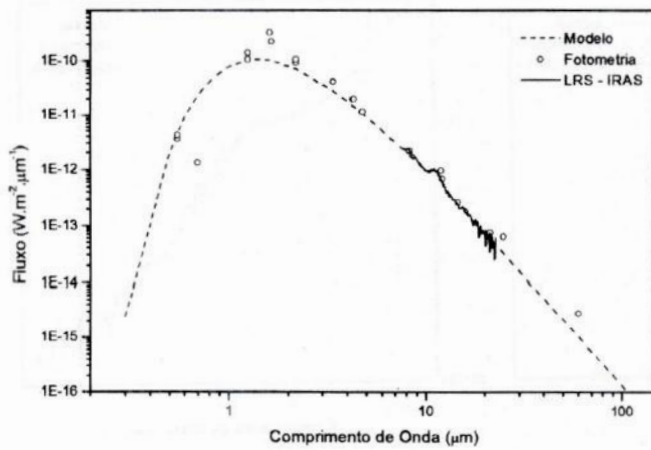
SU Sco



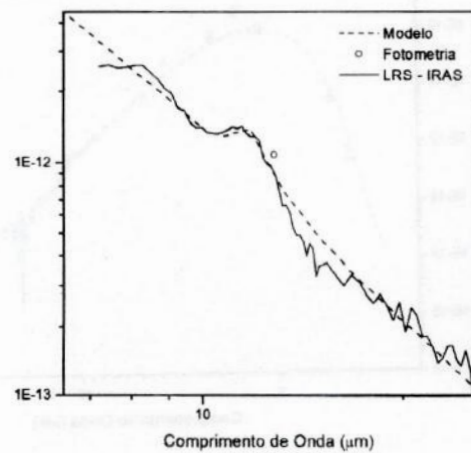
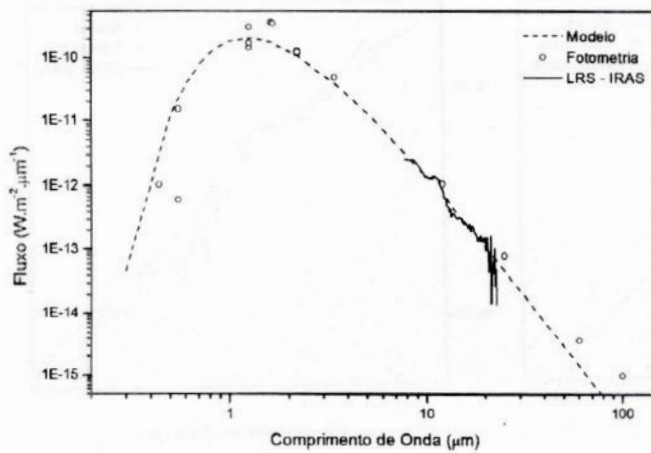
C 1705



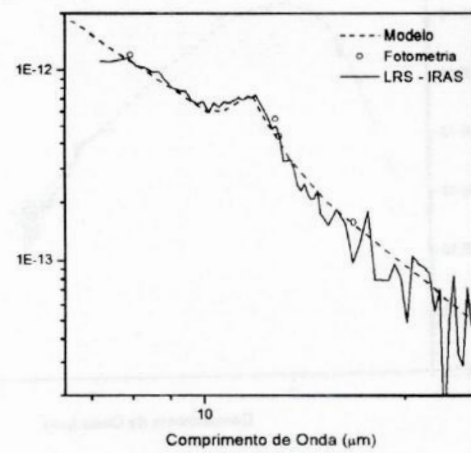
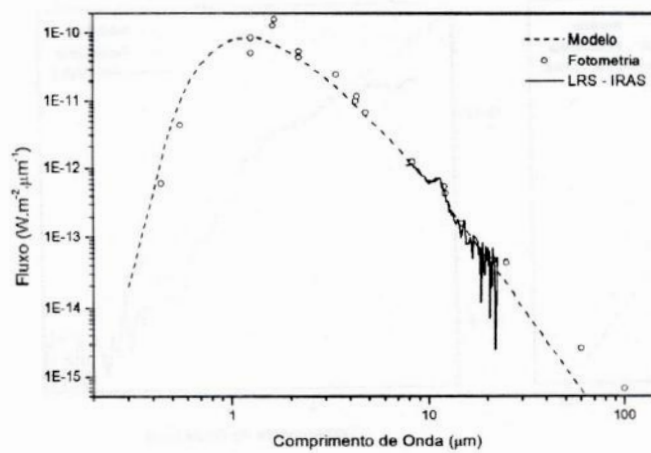
RX Cru



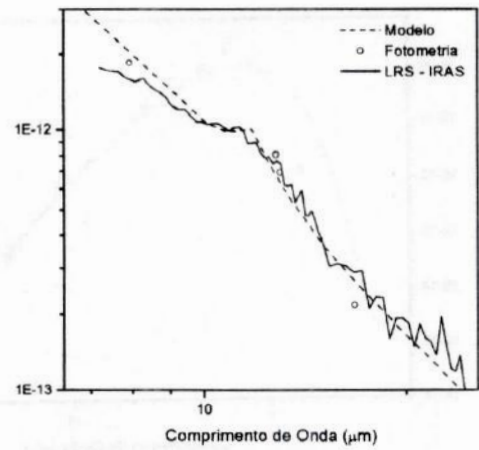
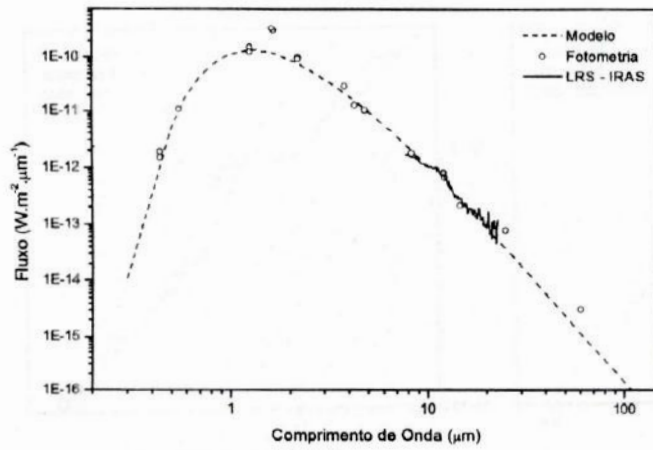
XZ Vel



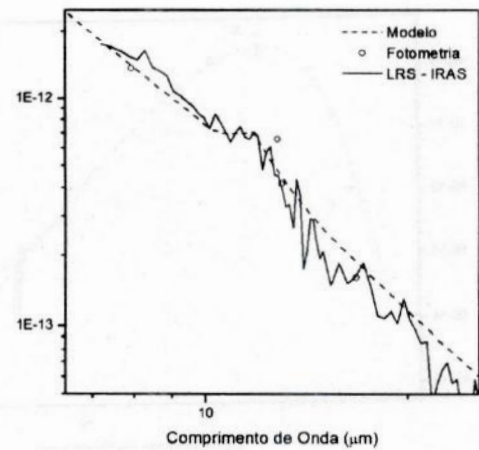
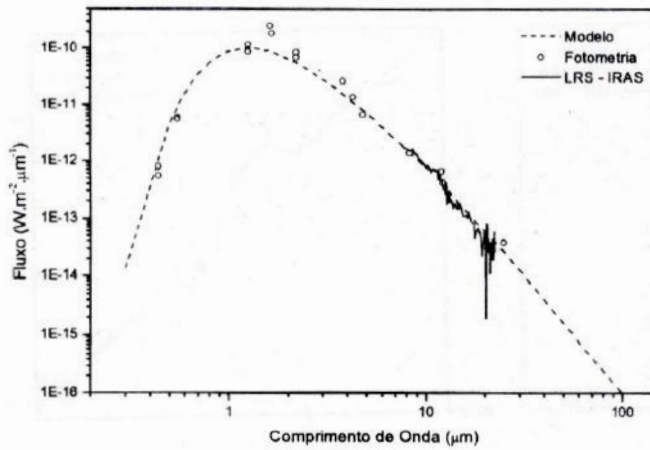
BN Mon



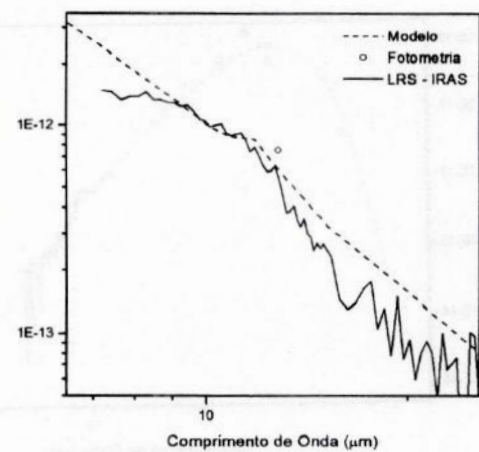
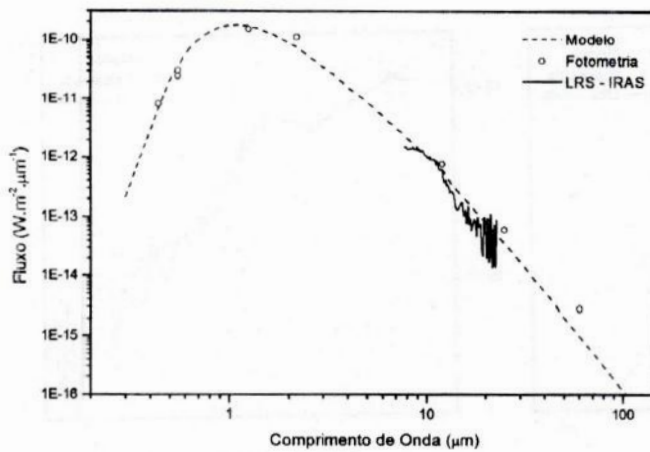
CR Gem



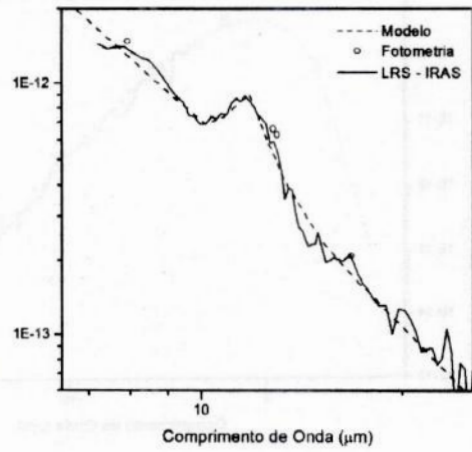
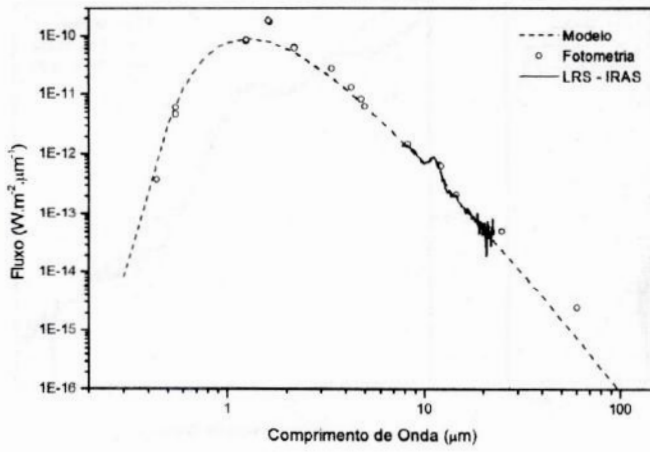
V 2309 Oph



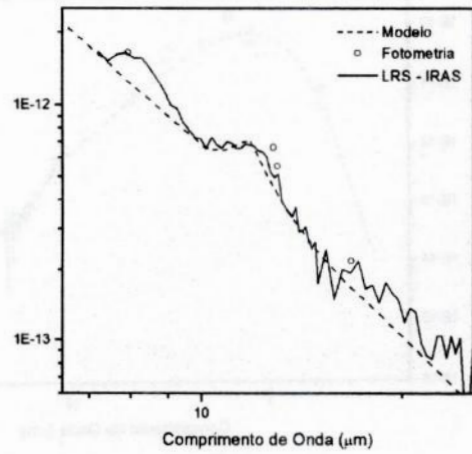
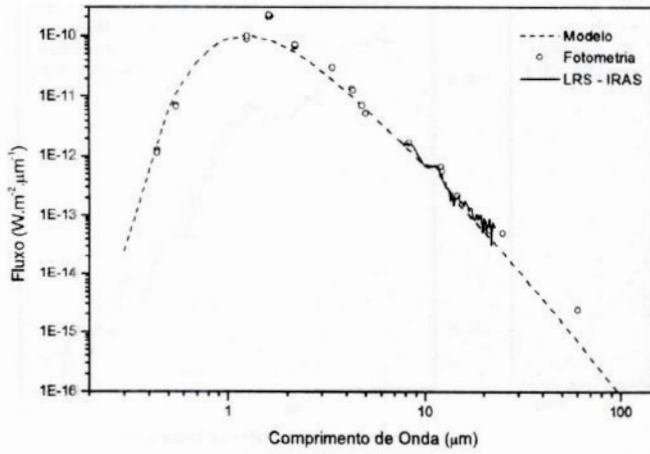
RV Cen



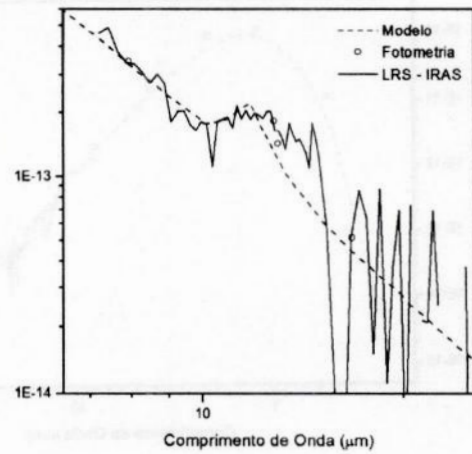
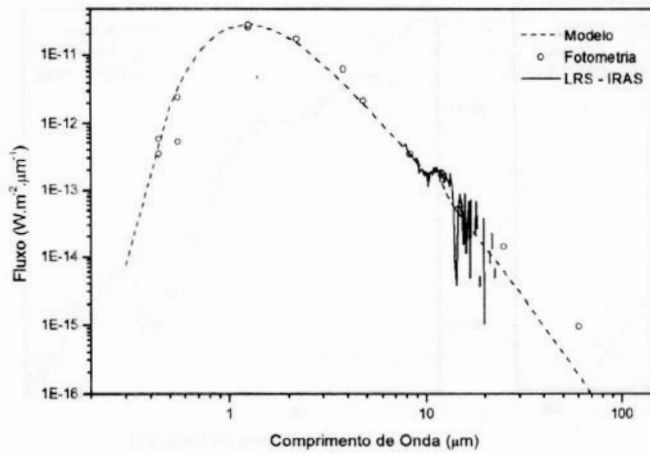
C 846



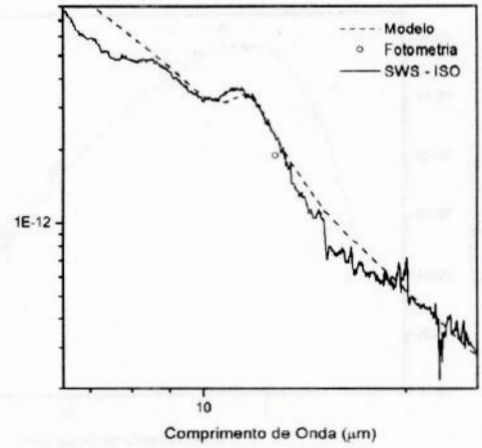
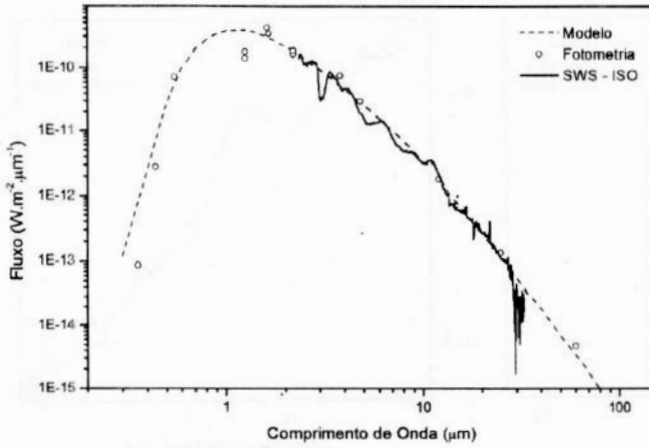
C 1467



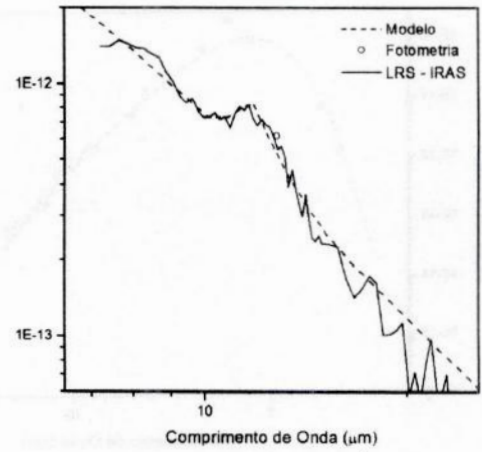
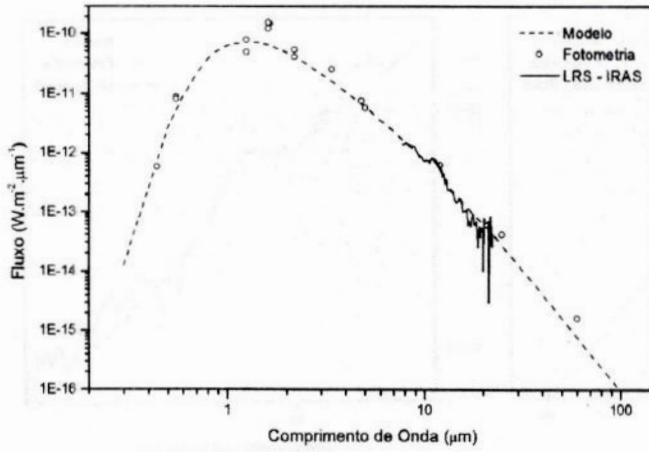
BO CMa



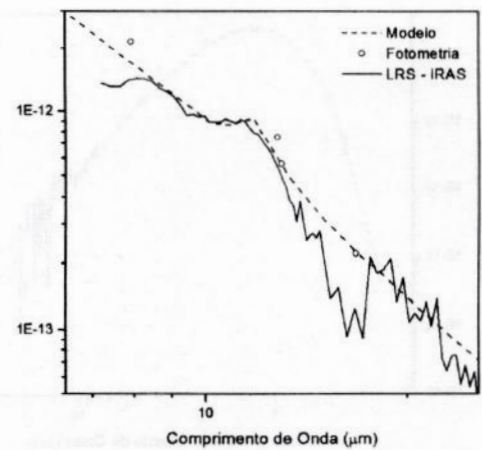
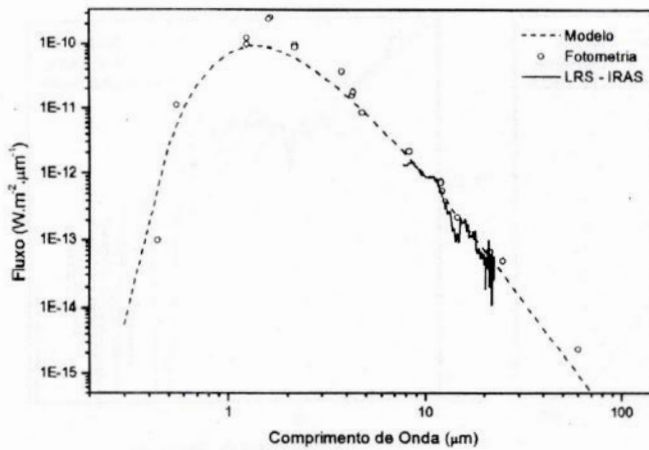
SS Vir



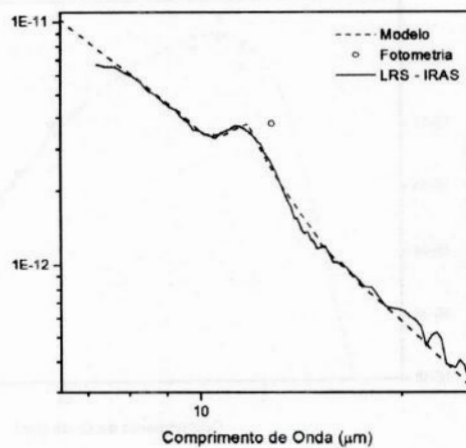
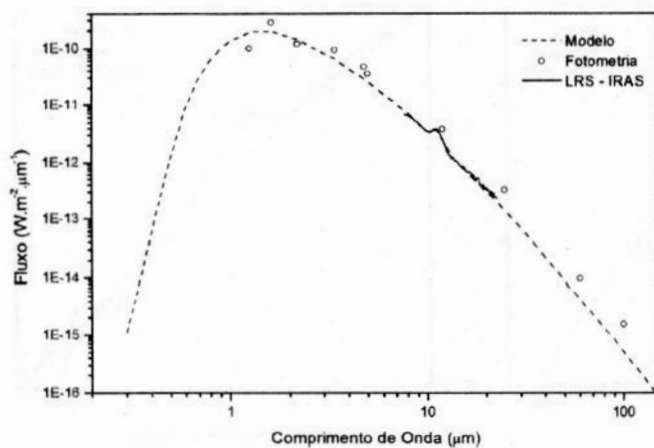
RY Hya



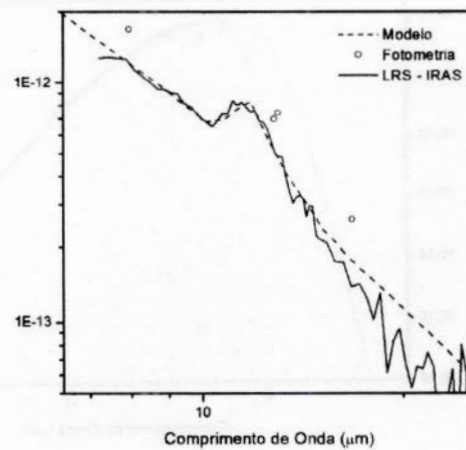
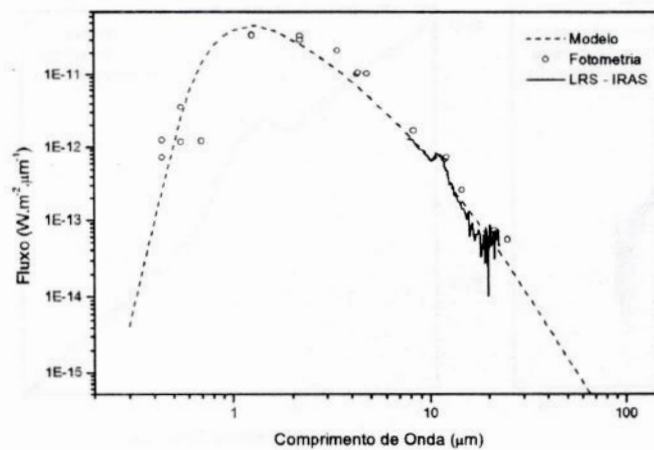
C 2031



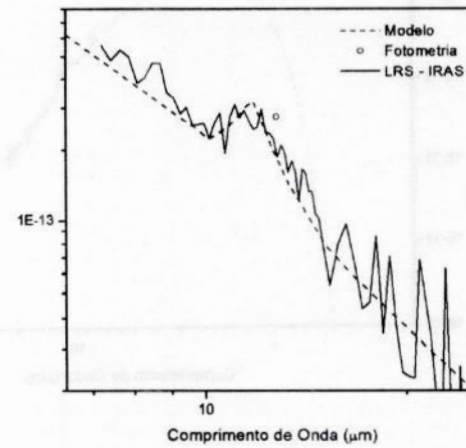
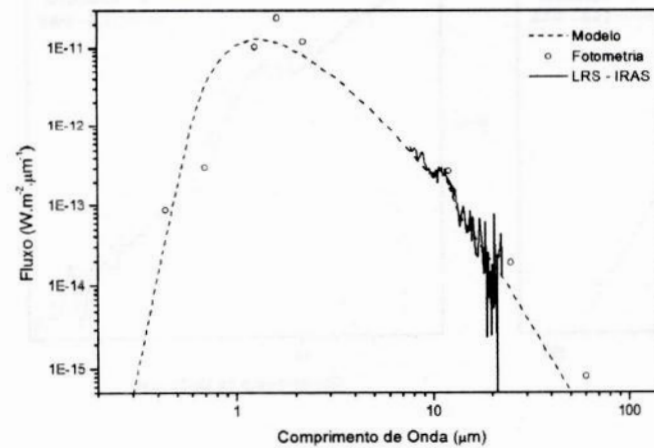
C 849



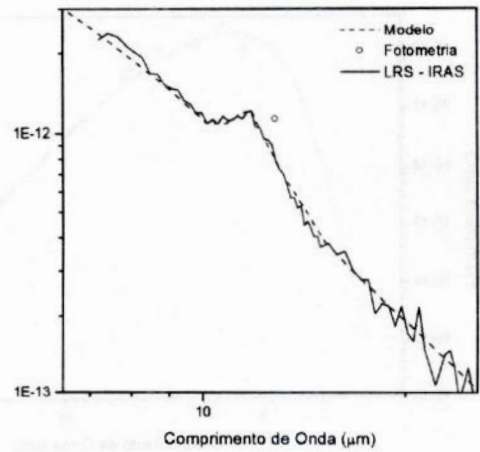
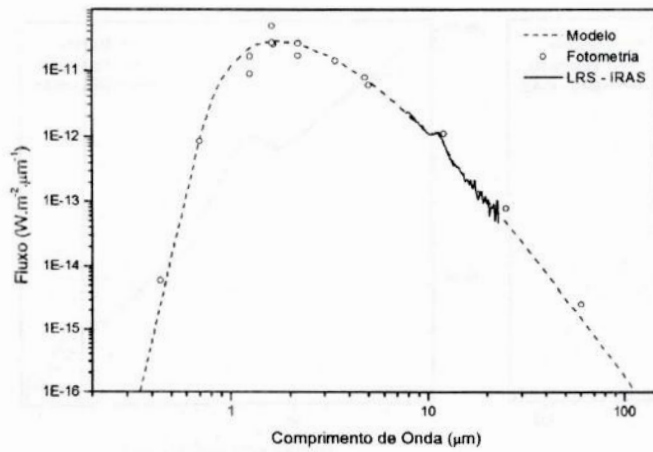
TV Car



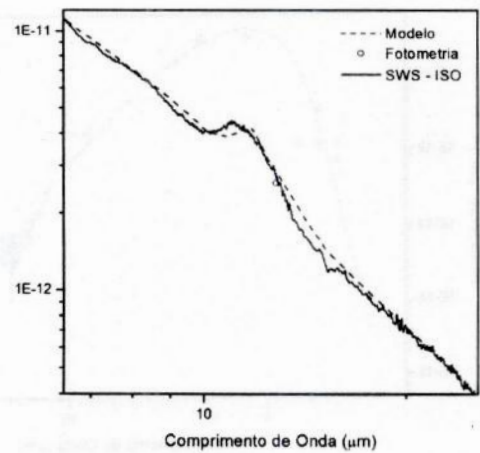
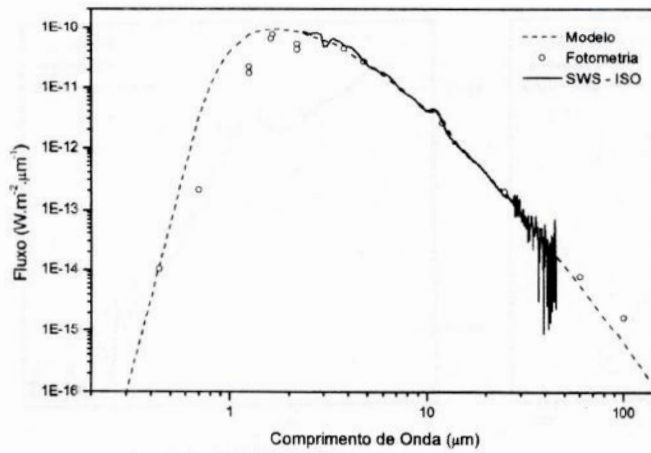
AA Lep



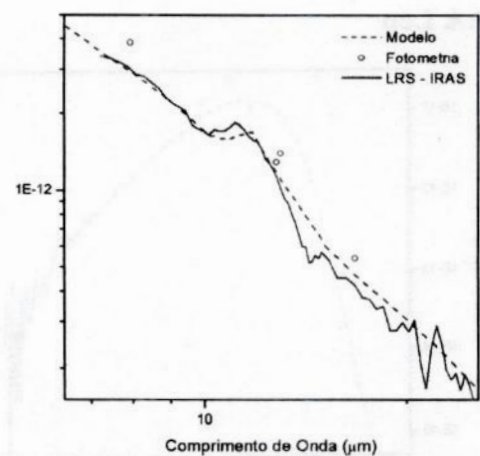
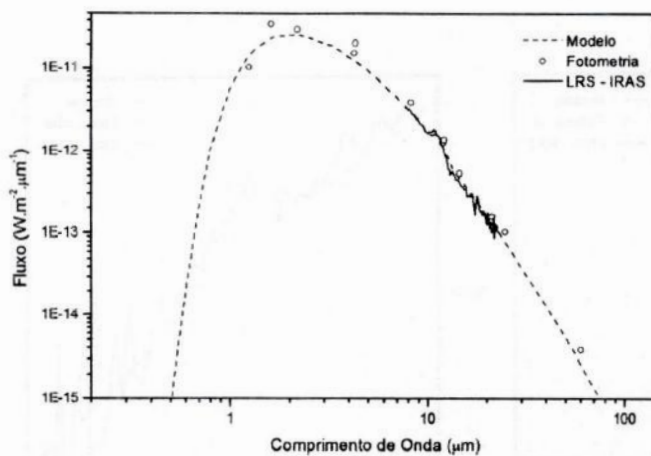
GP CMa



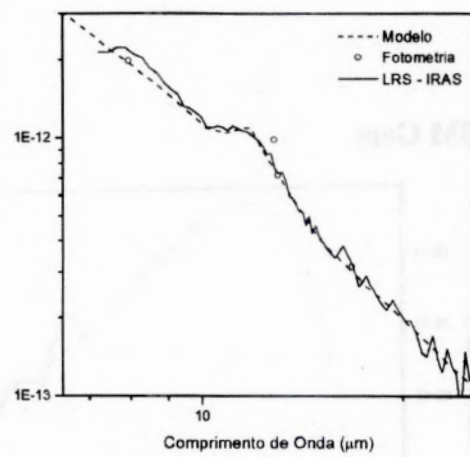
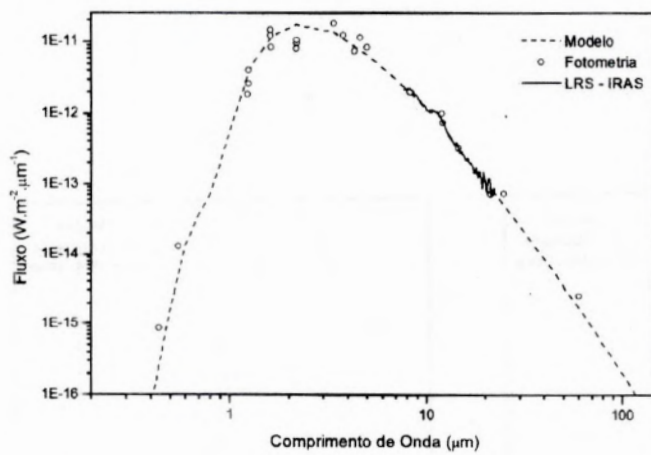
V 636 Mon



C 2535

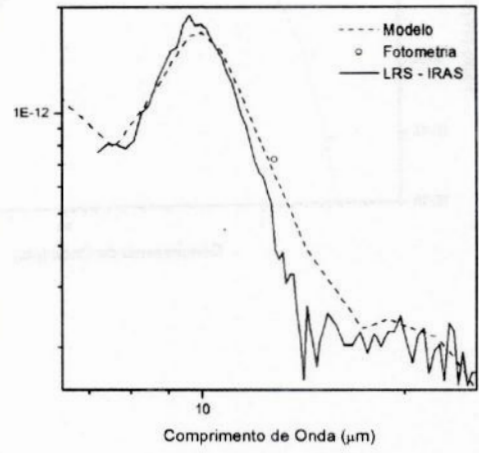
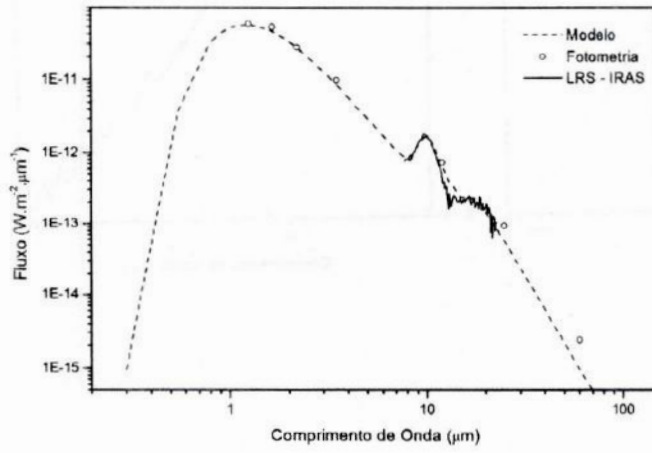


HV CMa

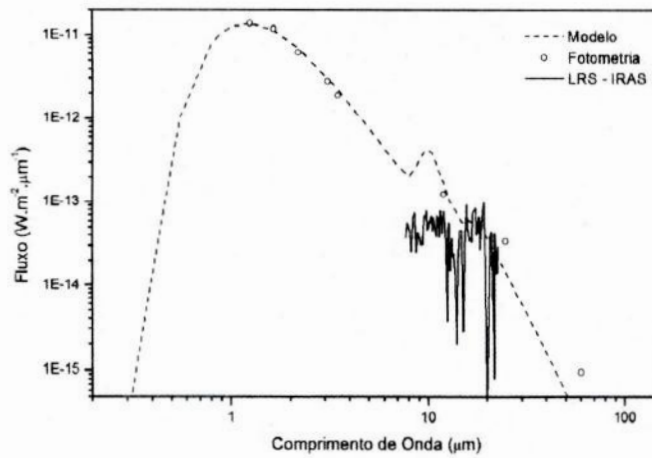


Modelos com Grãos de Silicato

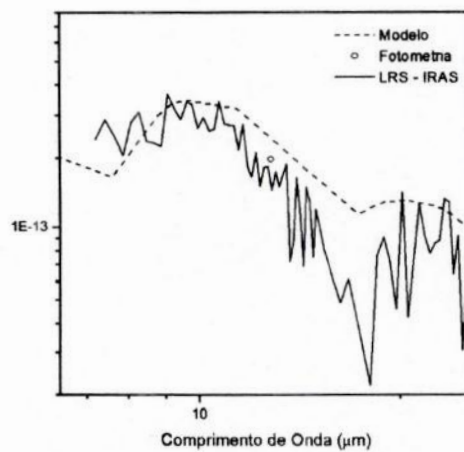
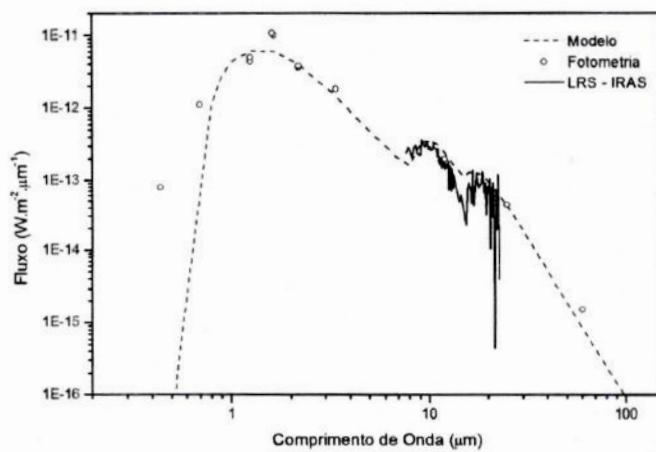
BM Gem



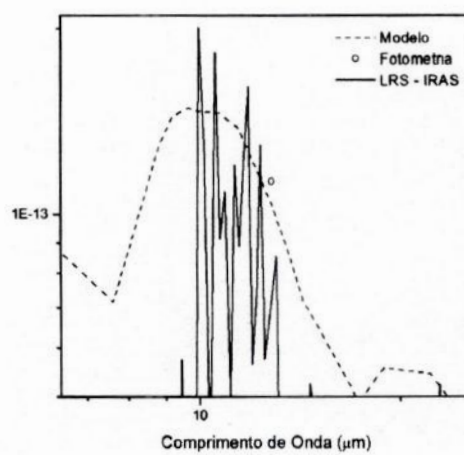
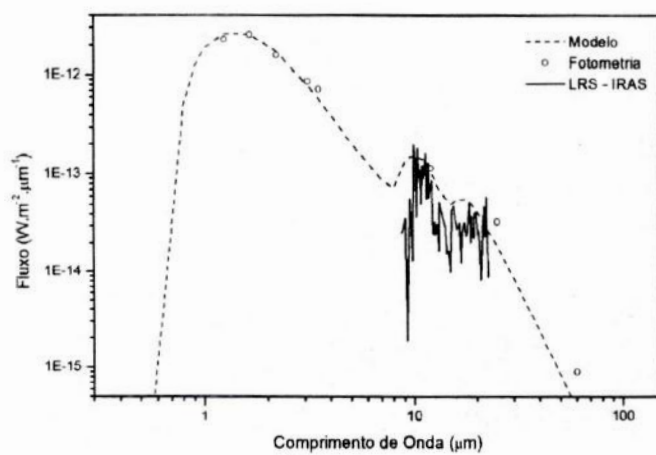
C 1130



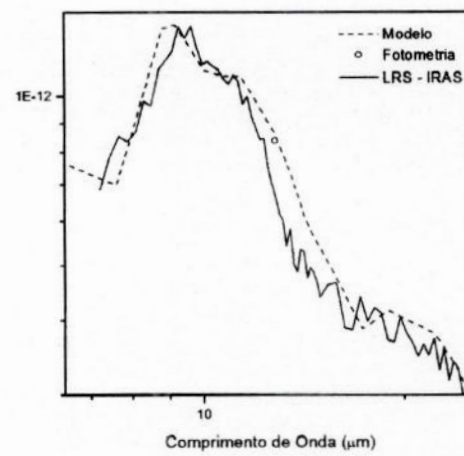
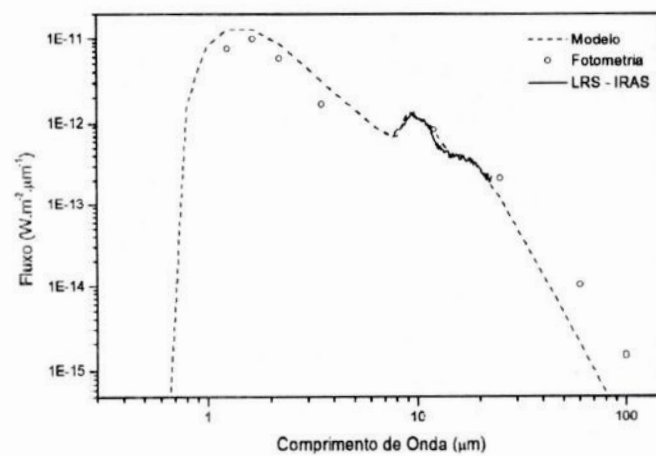
MC 79 2 - 1



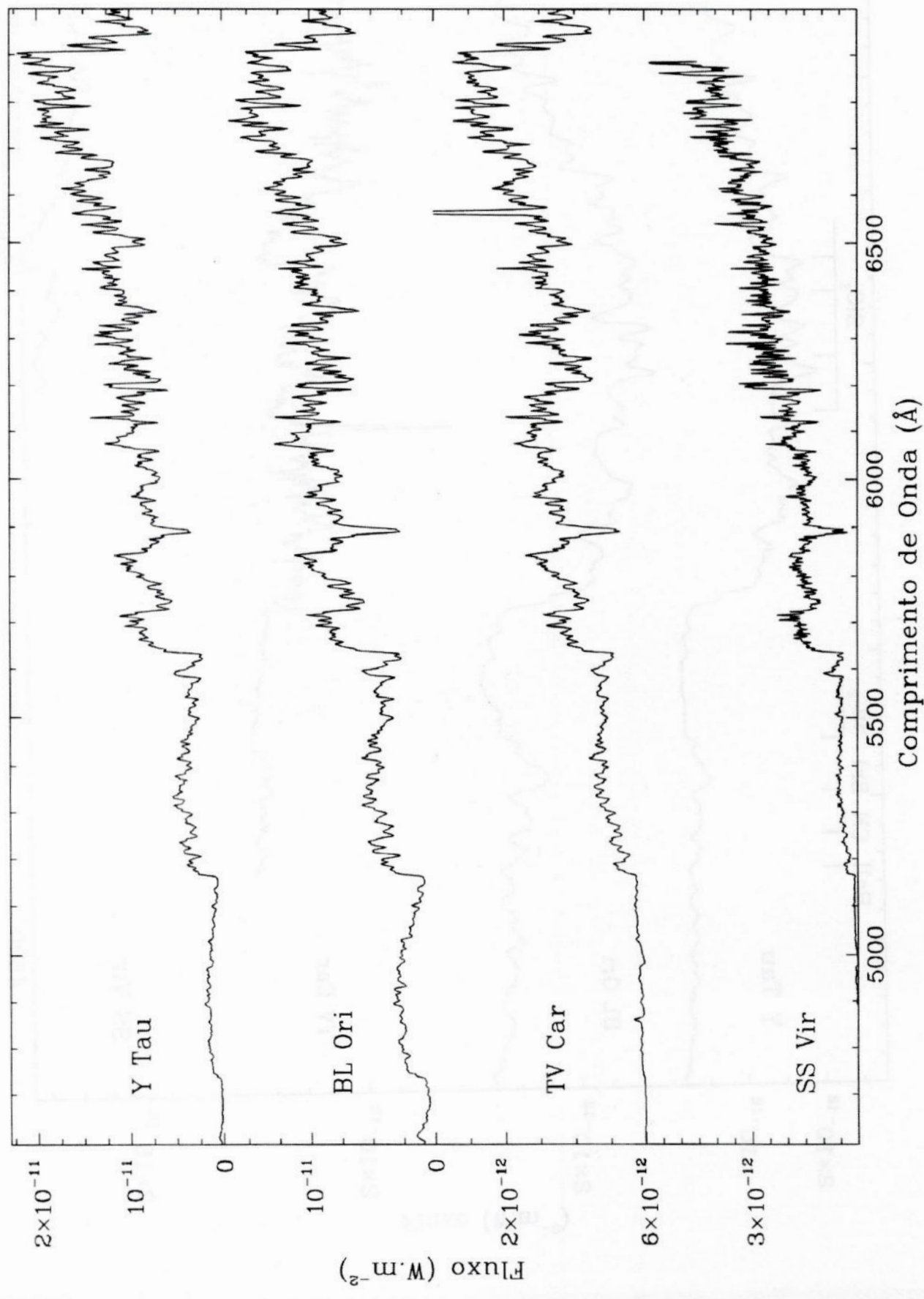
C 749



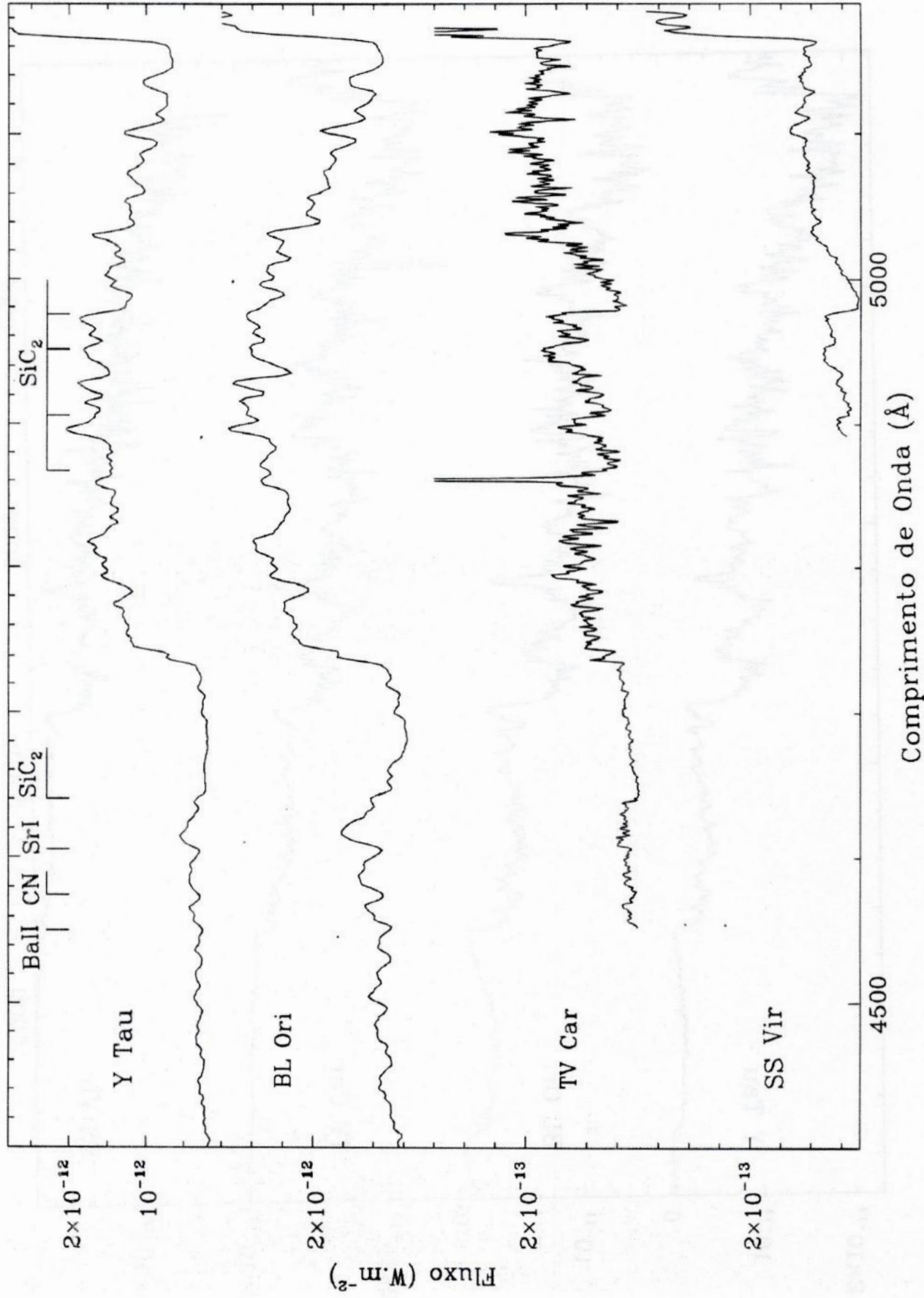
C 1003



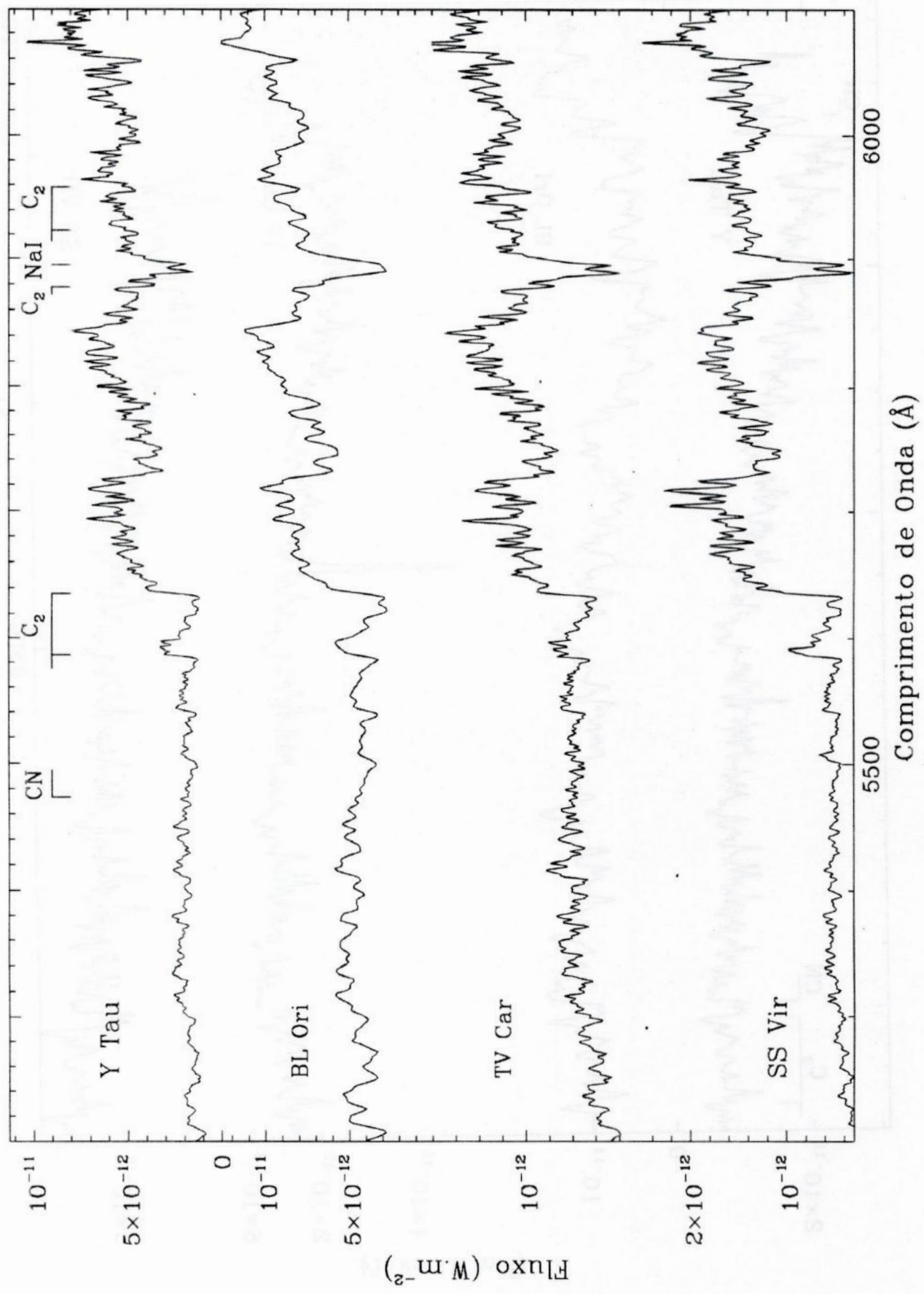
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



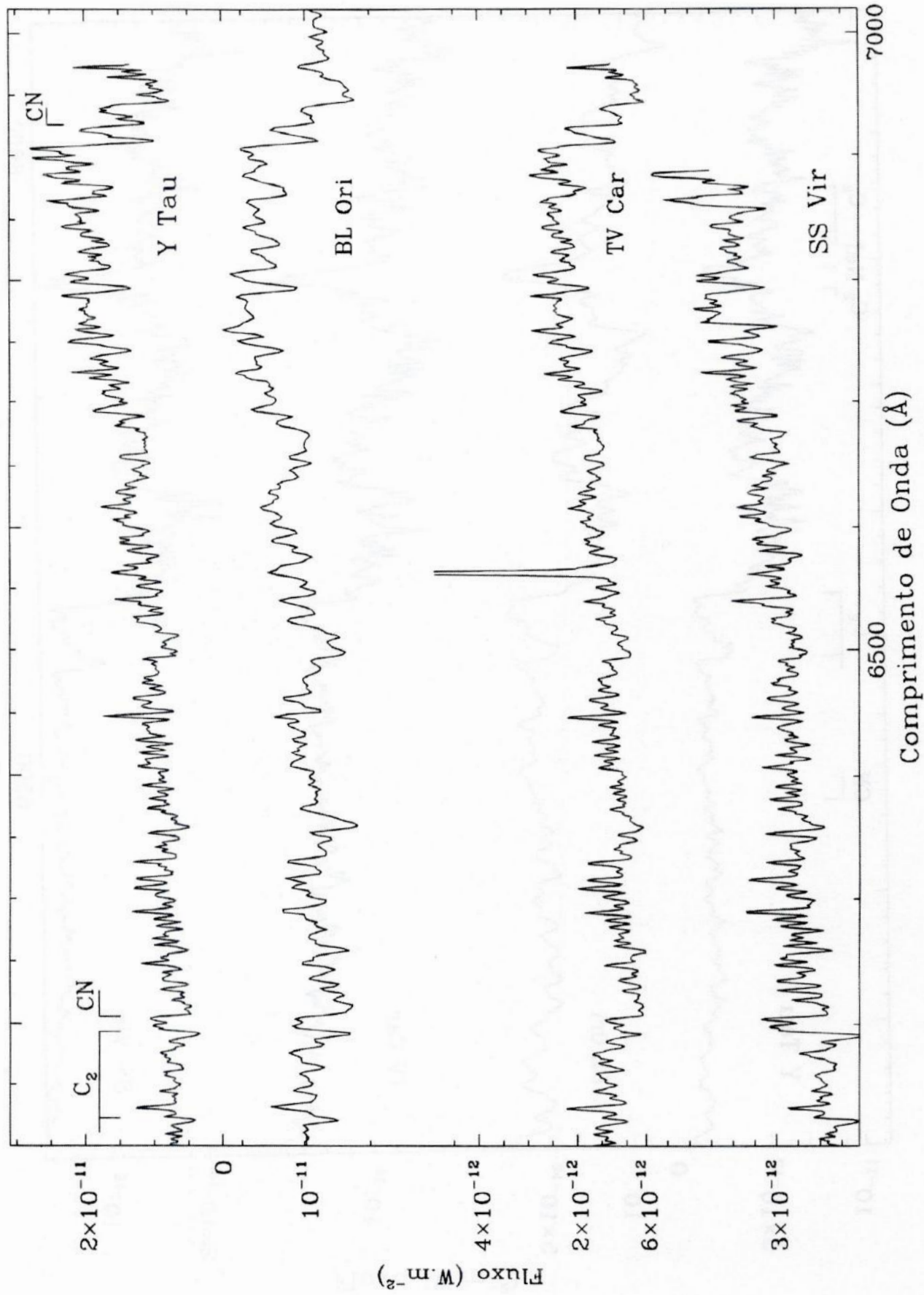
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



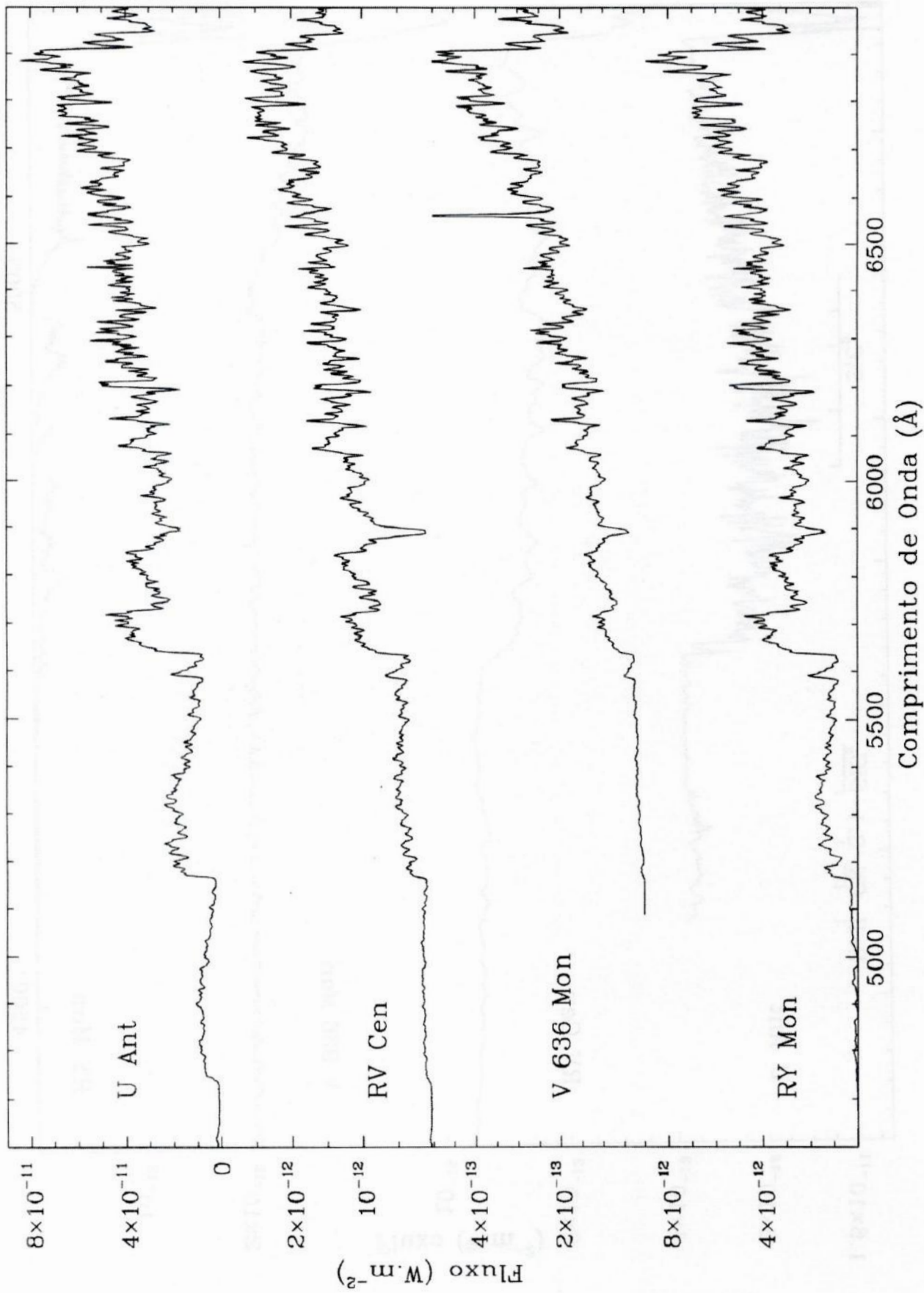
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



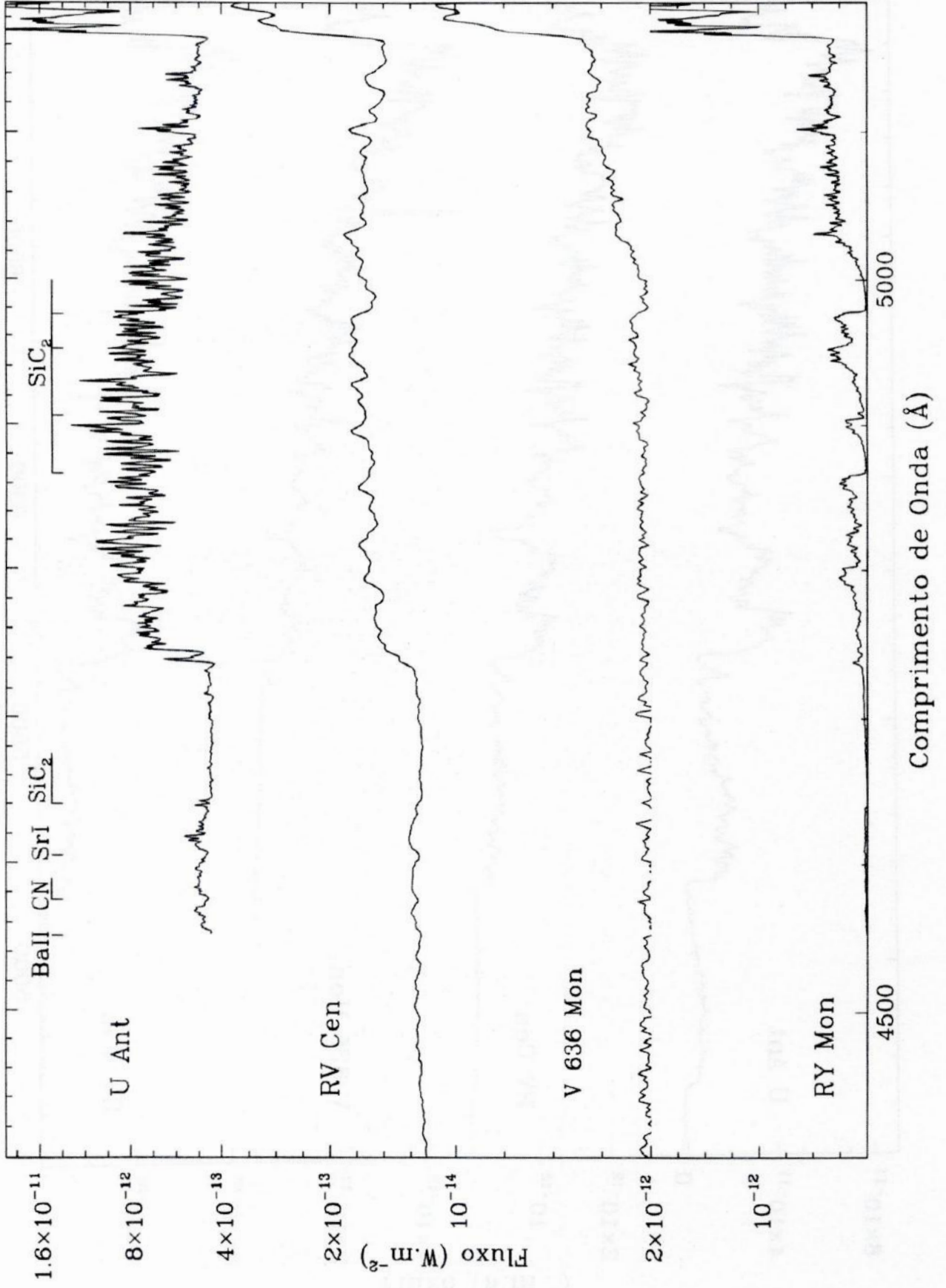
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



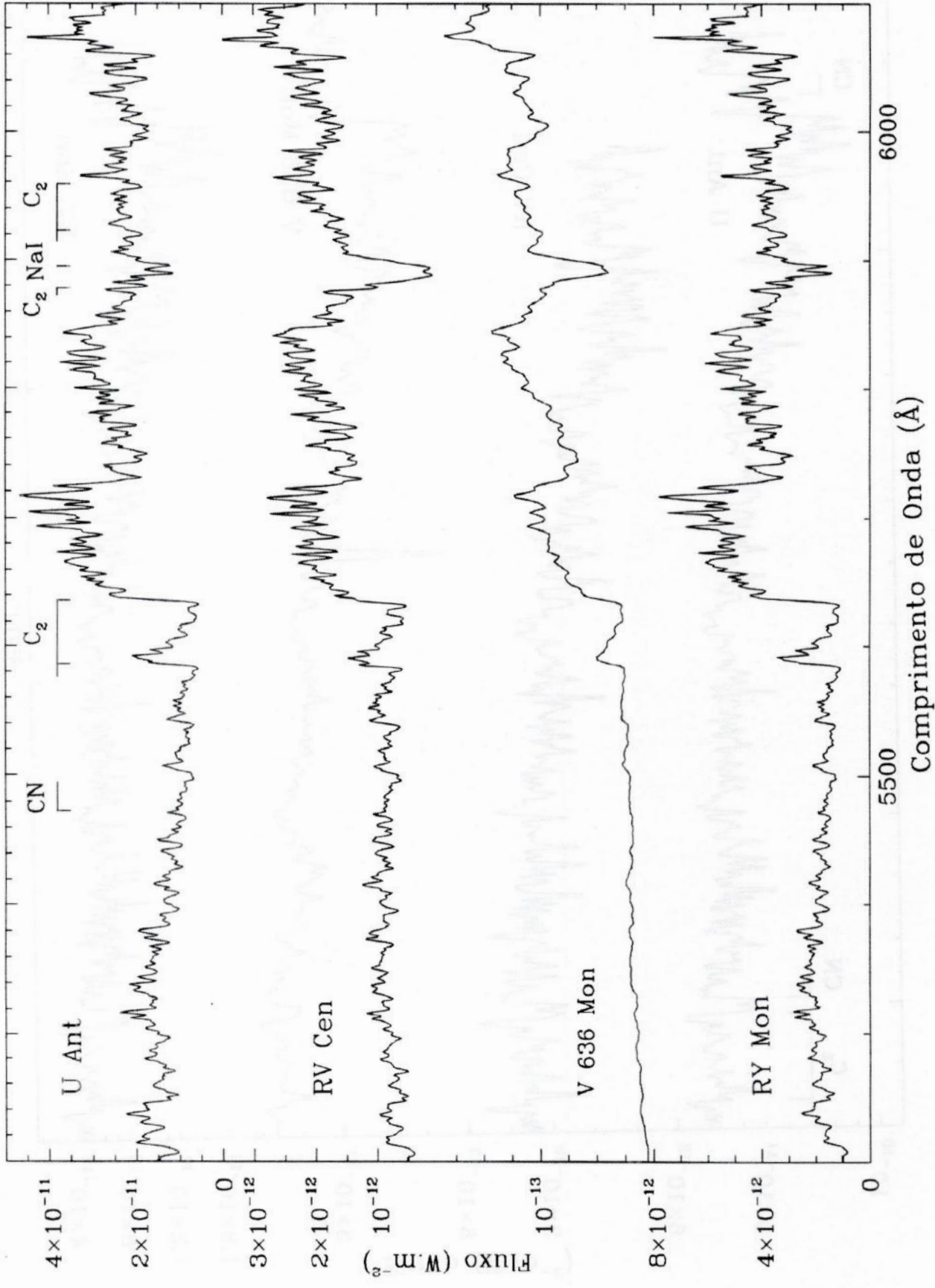
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



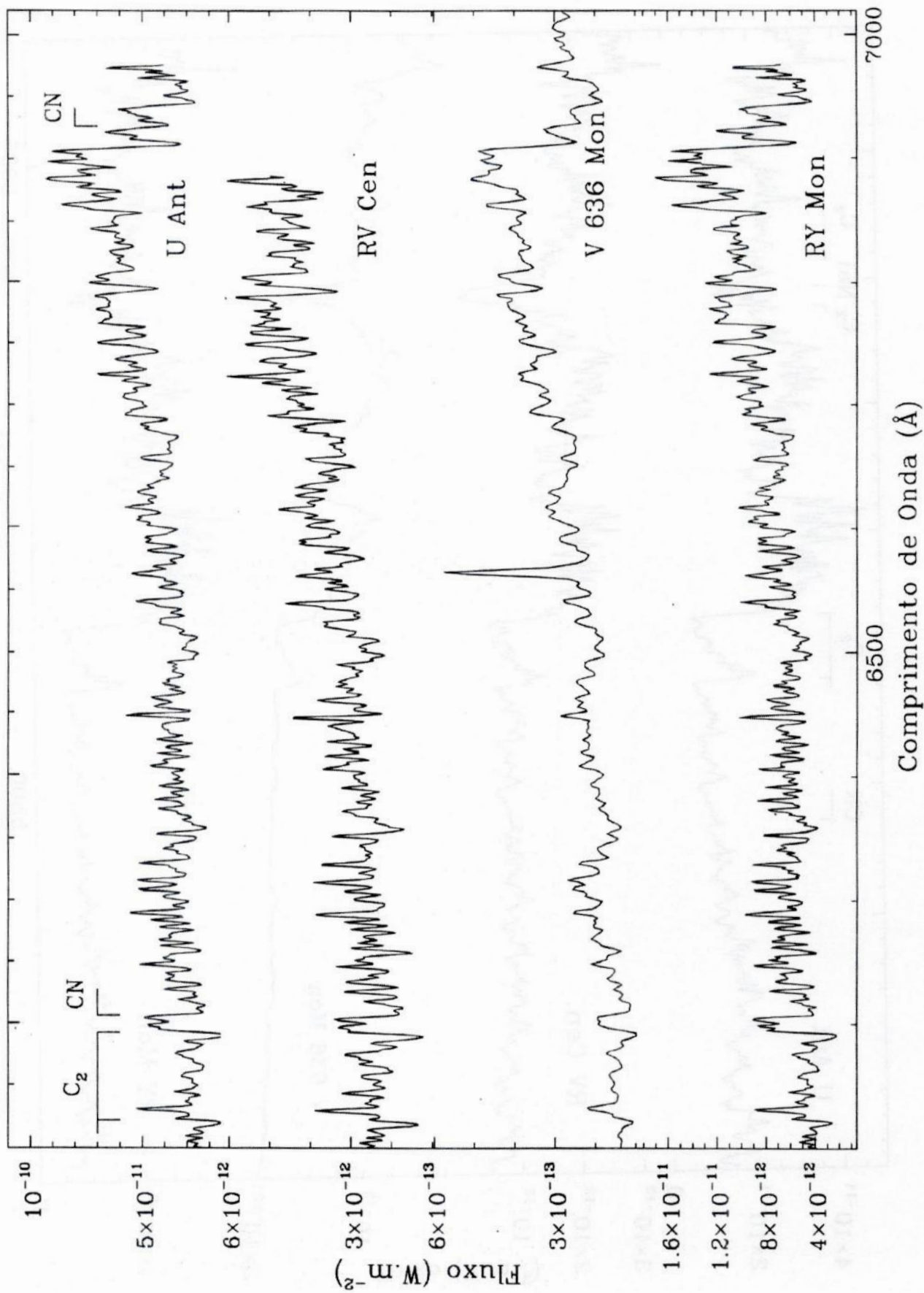
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



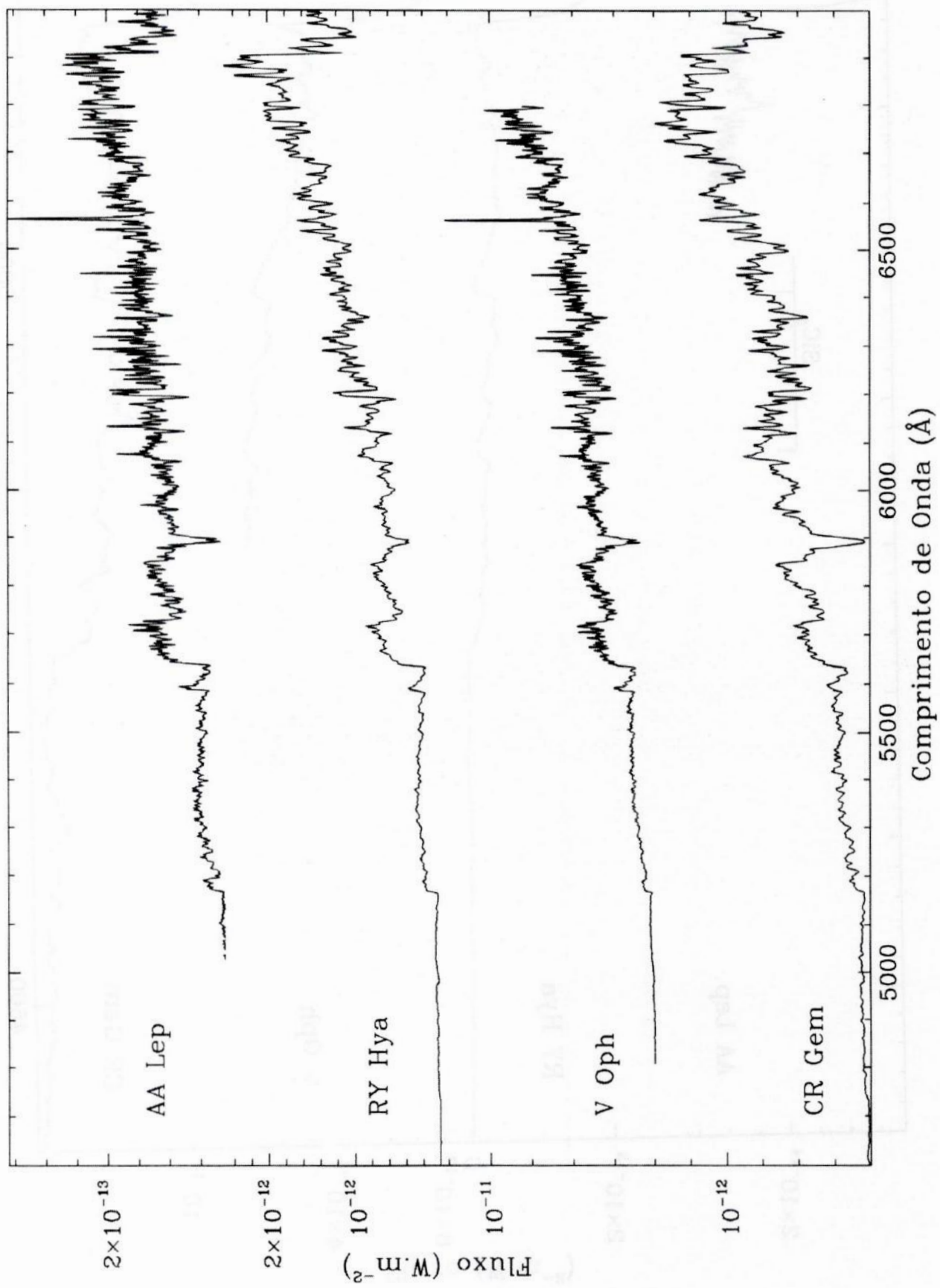
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

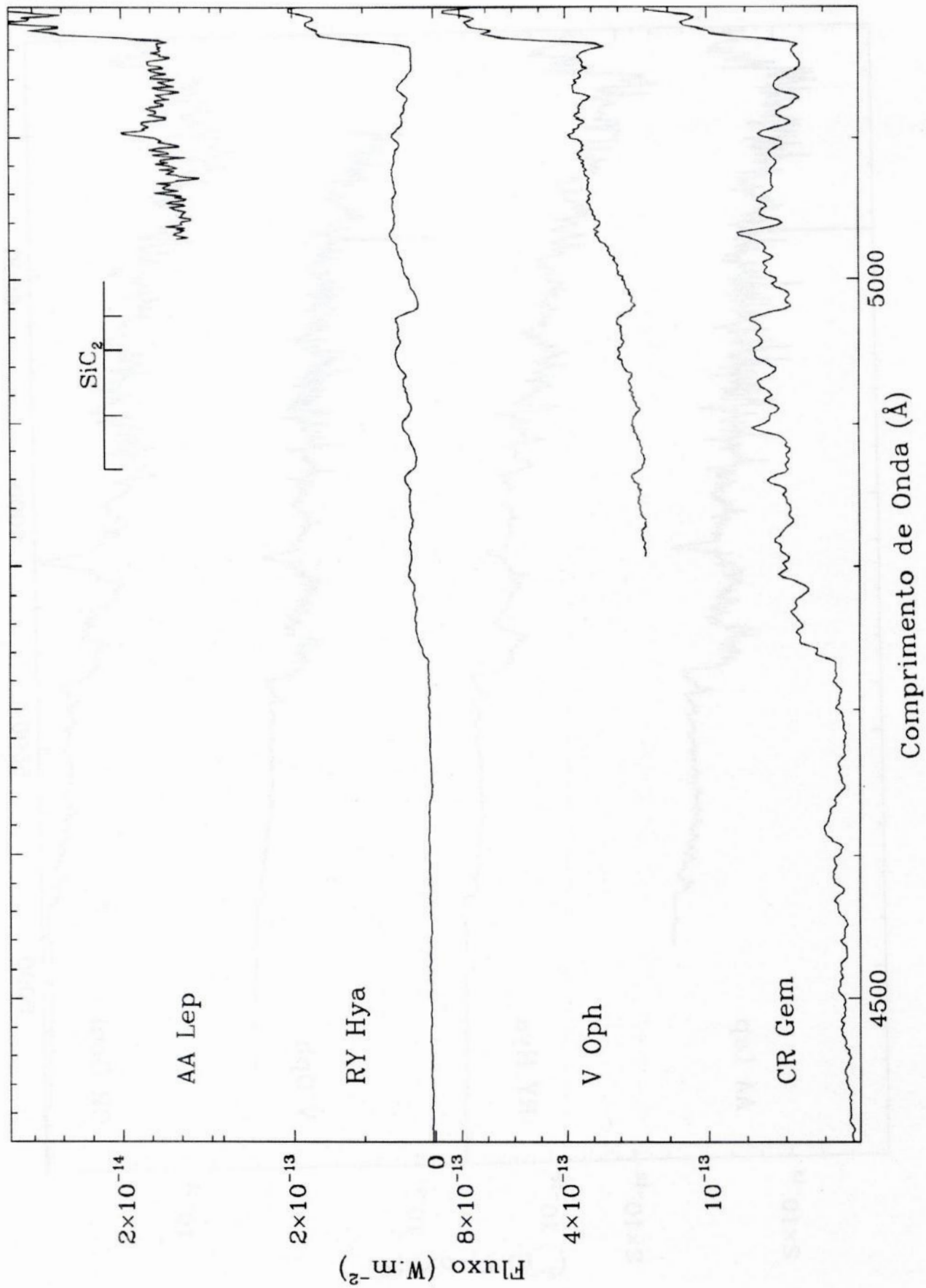


Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

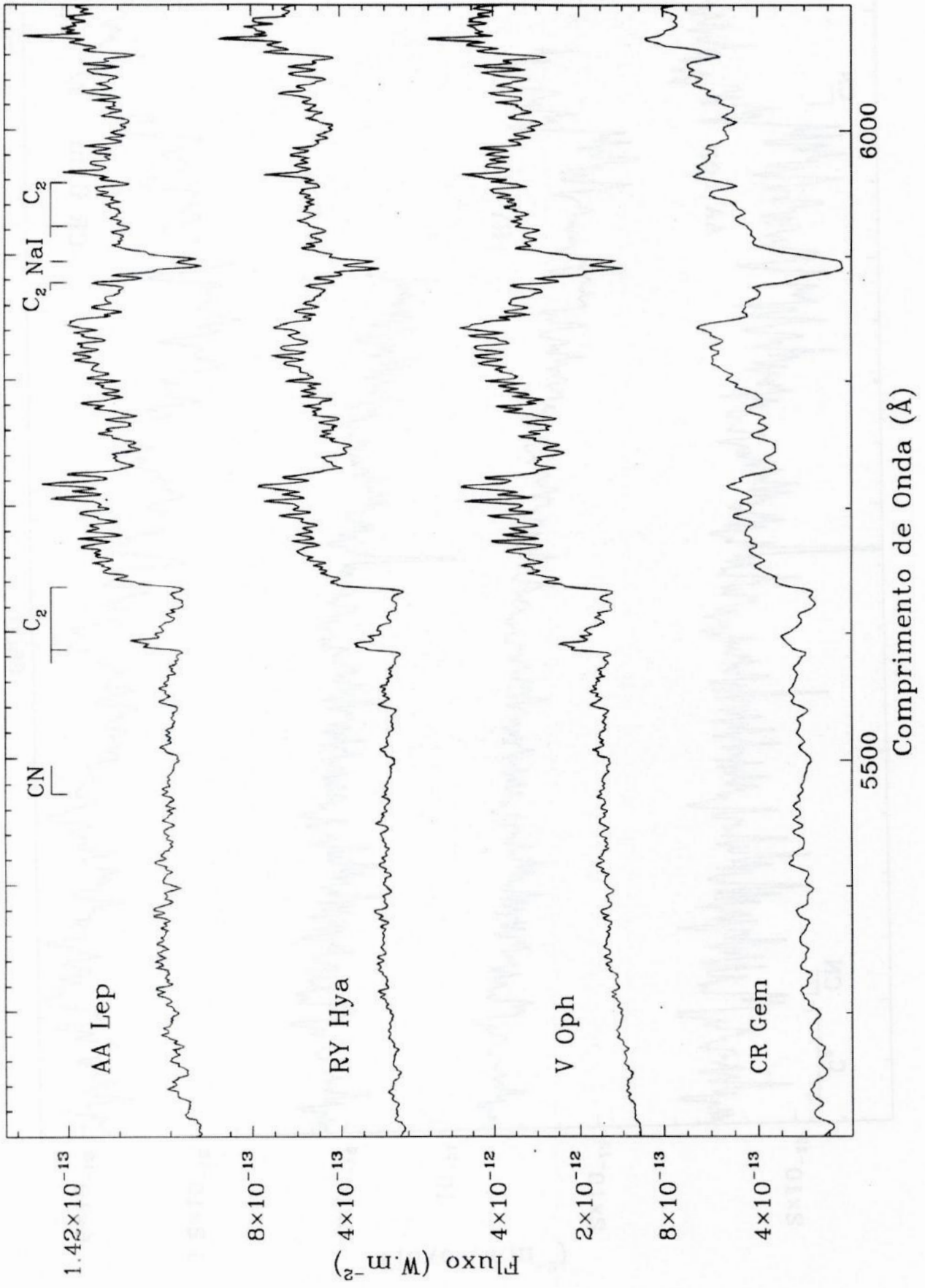


Espectro do tipo N das estrelas CR Gem e V Oph que indicam que...

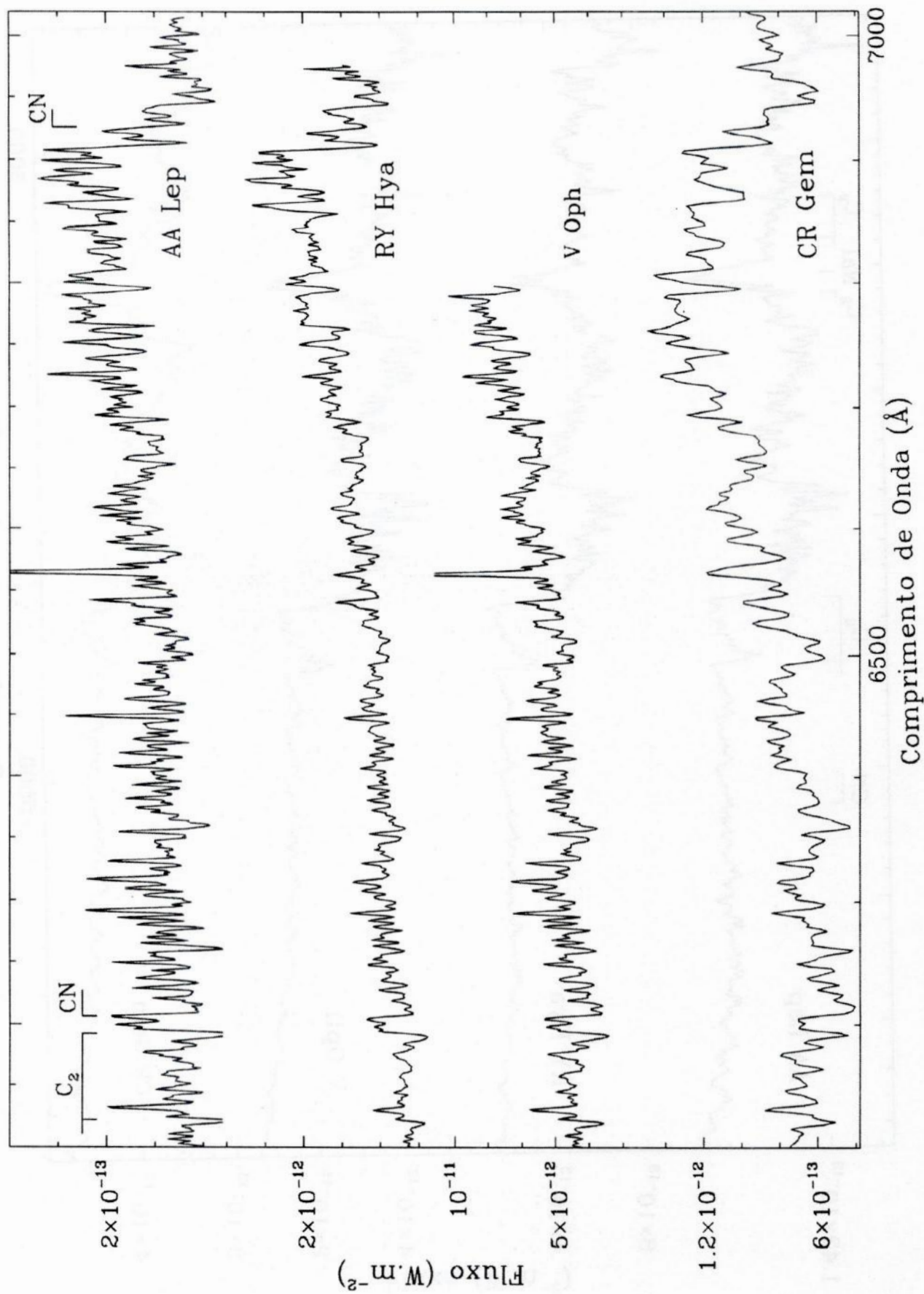
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



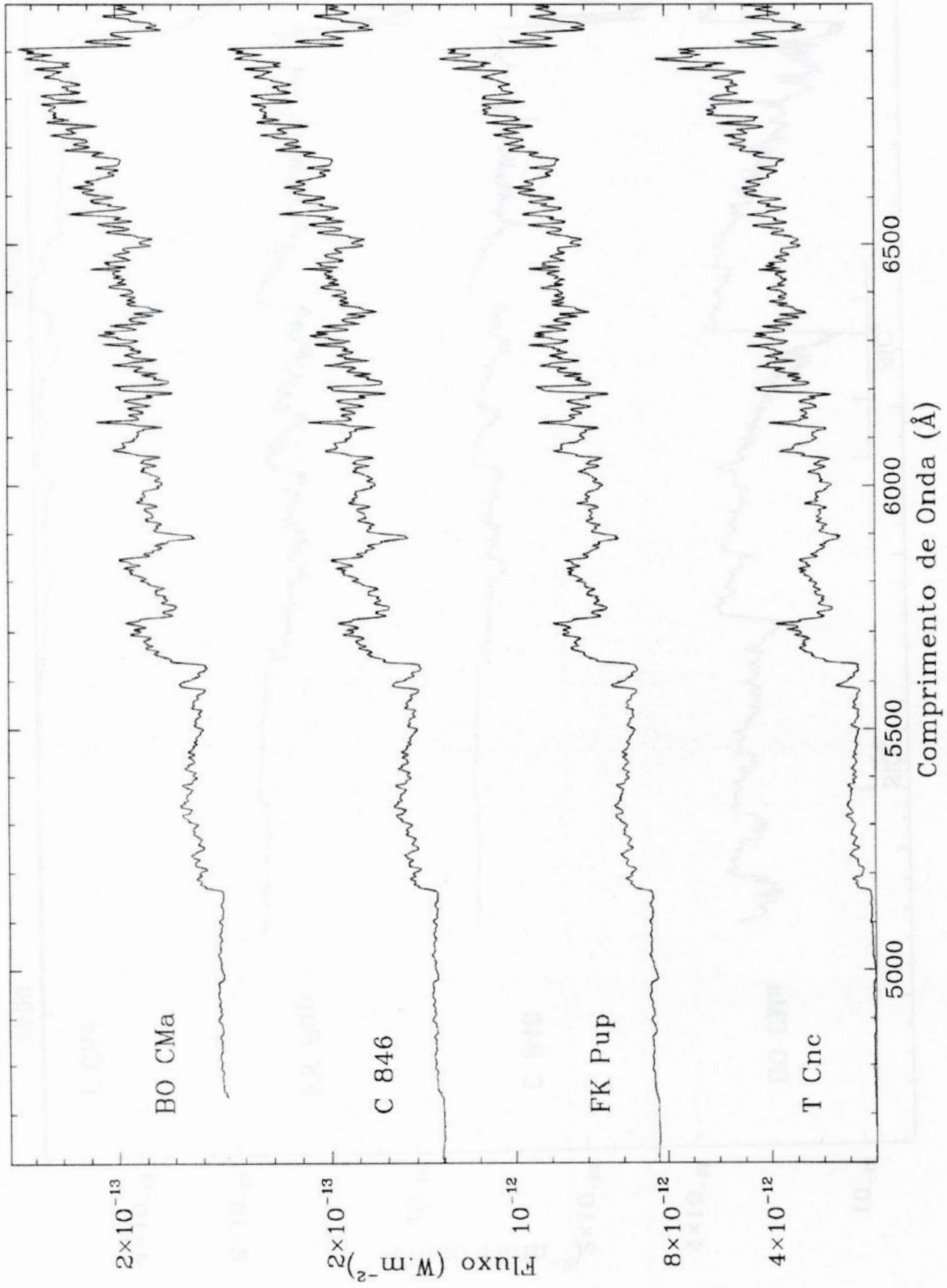
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

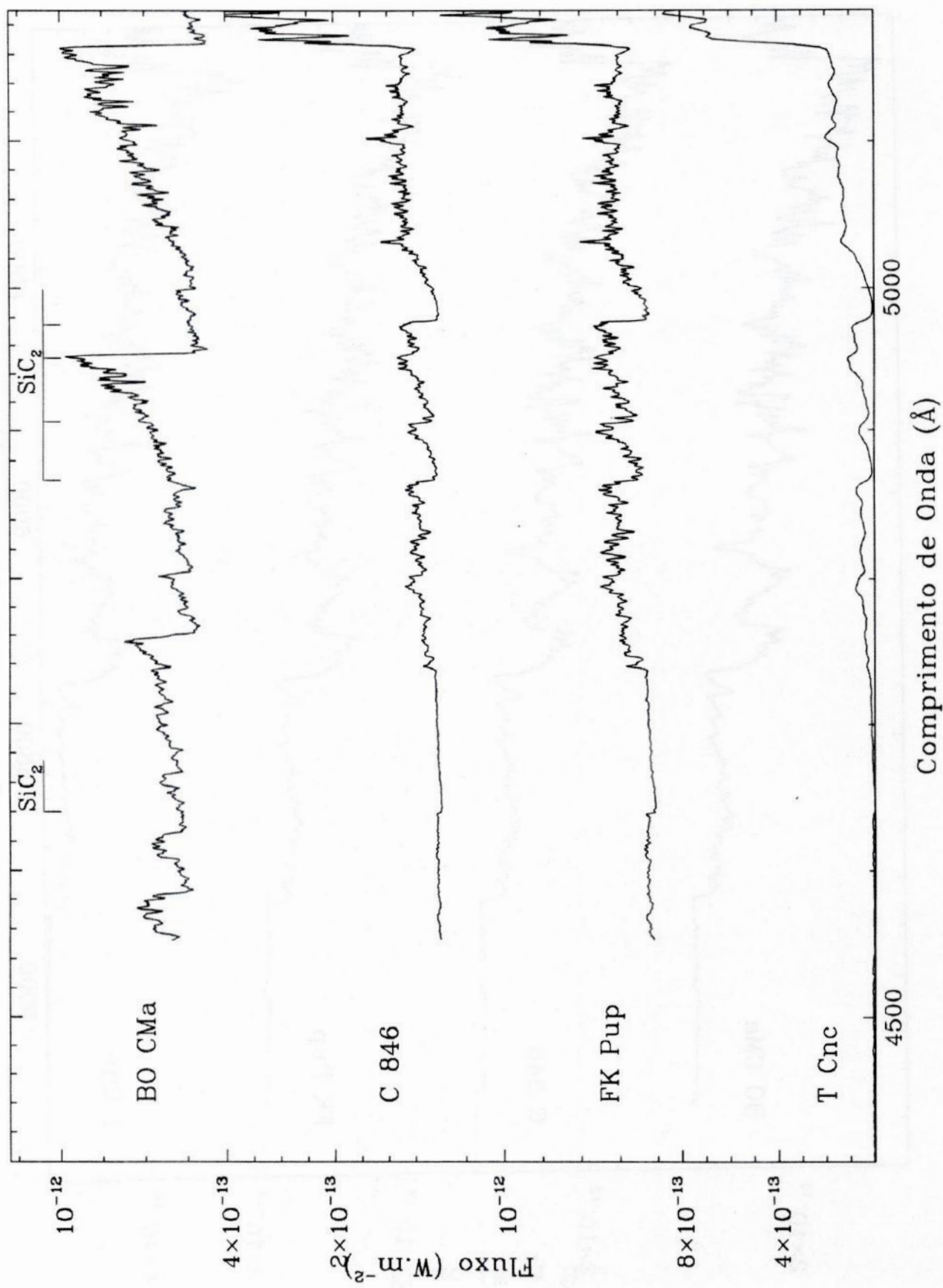


Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

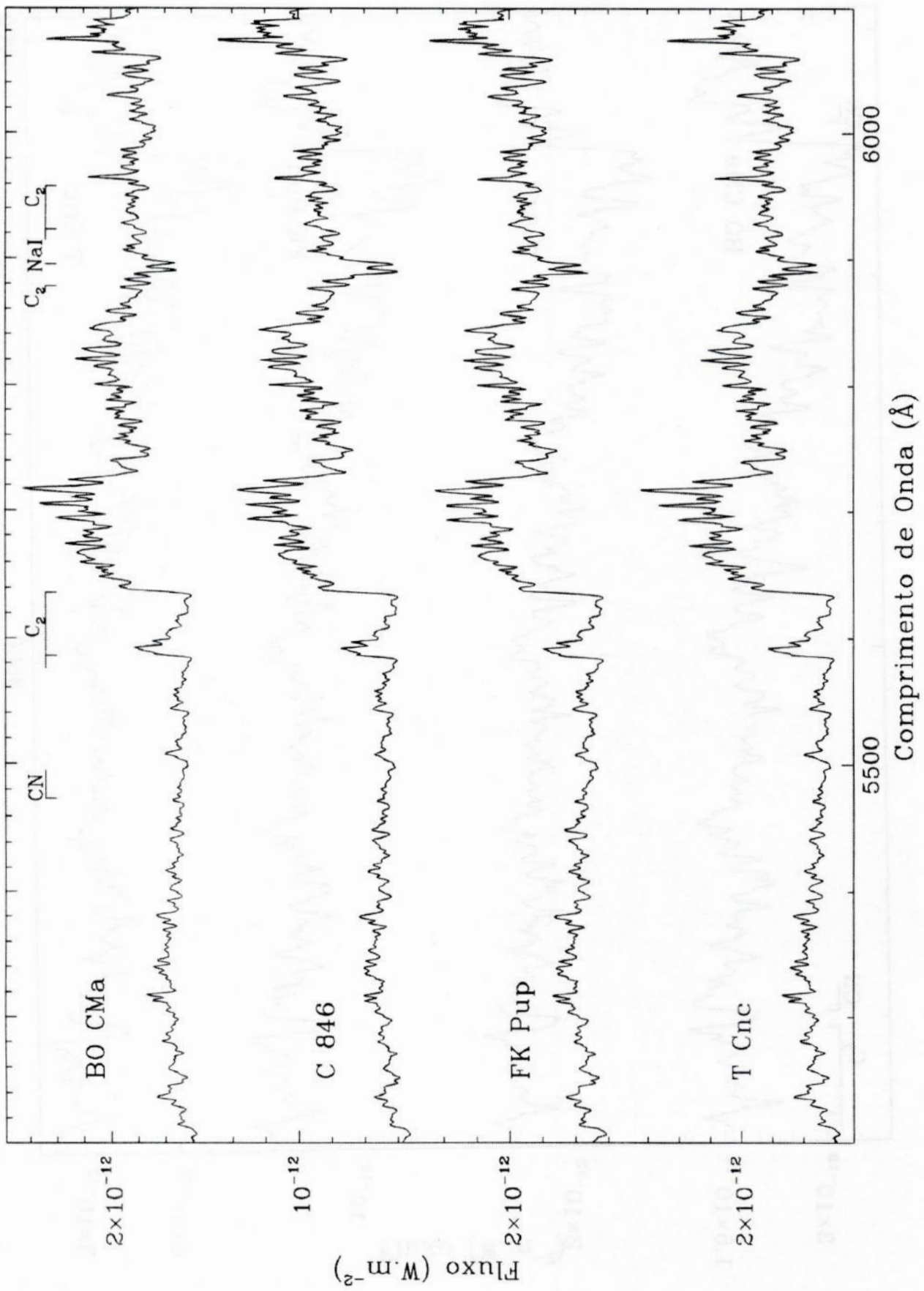


Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

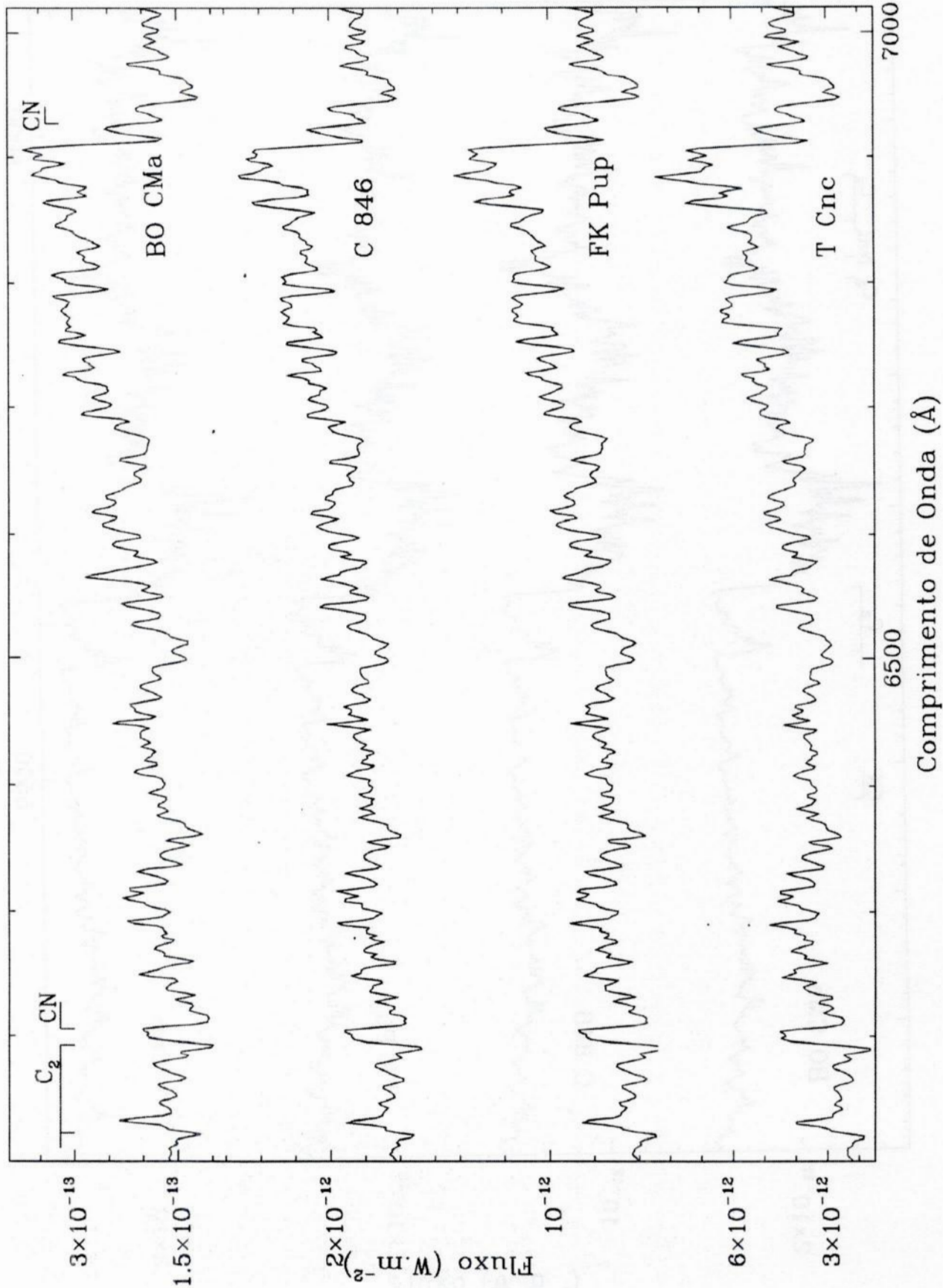
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



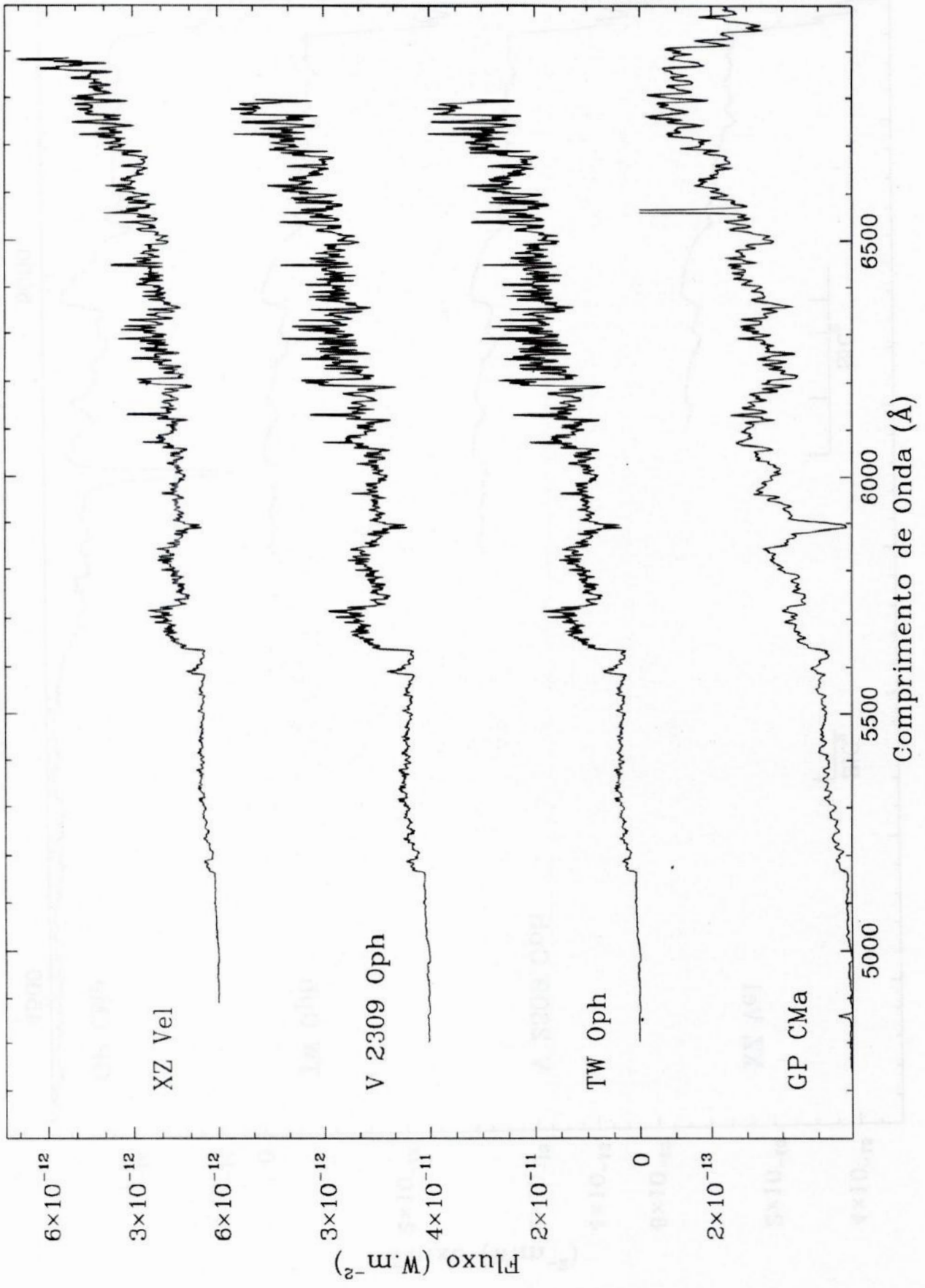
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



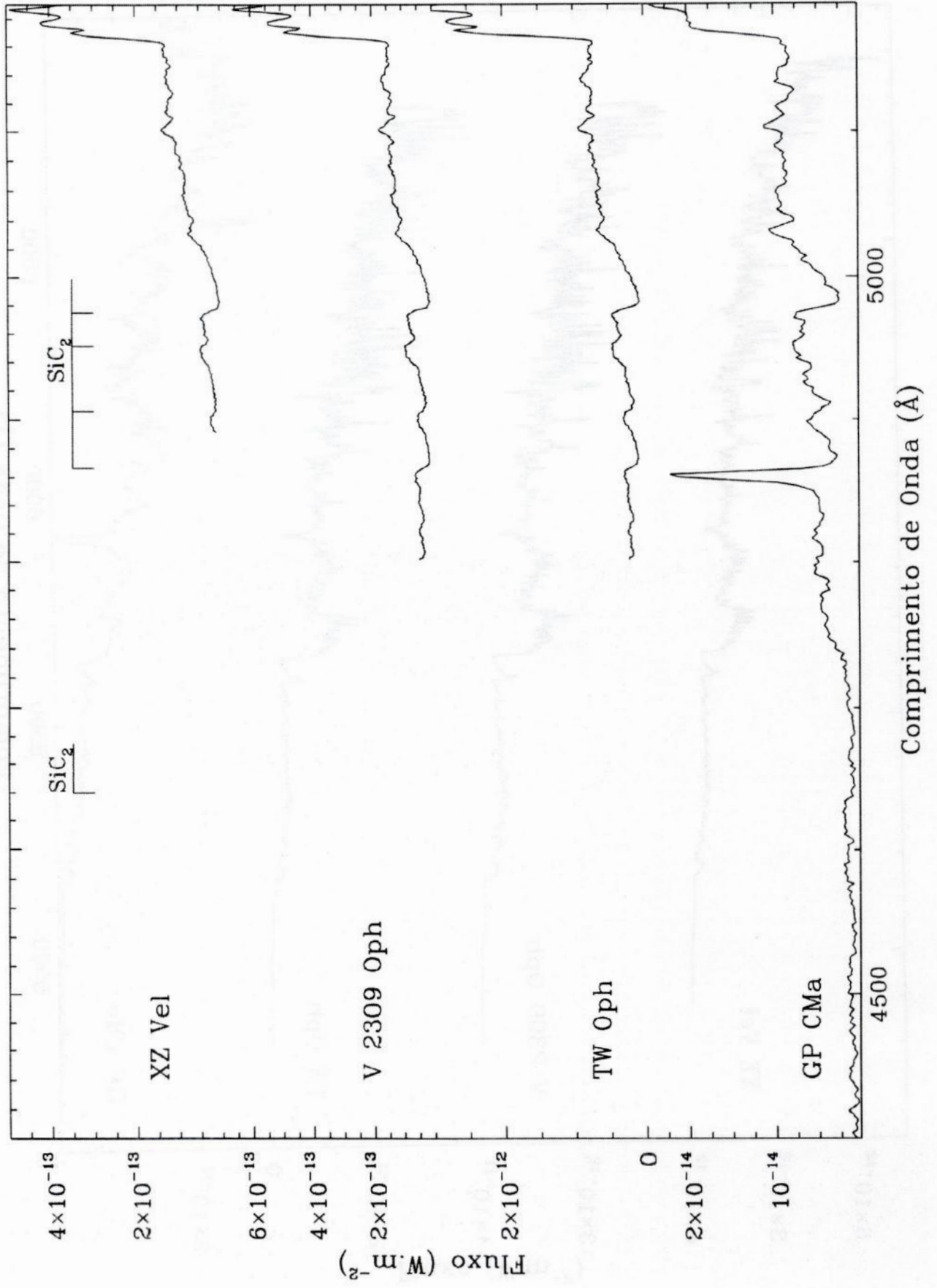
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



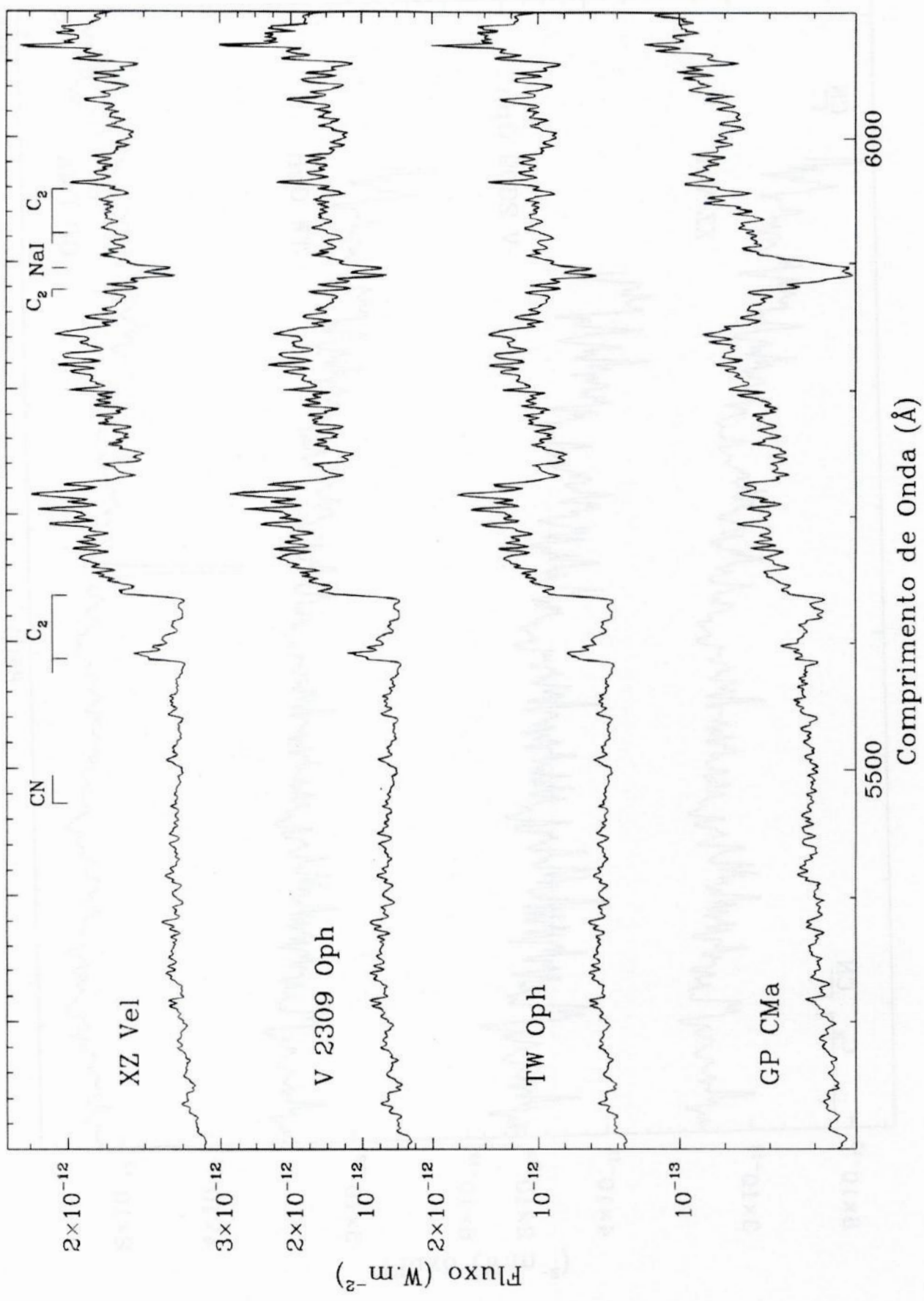
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



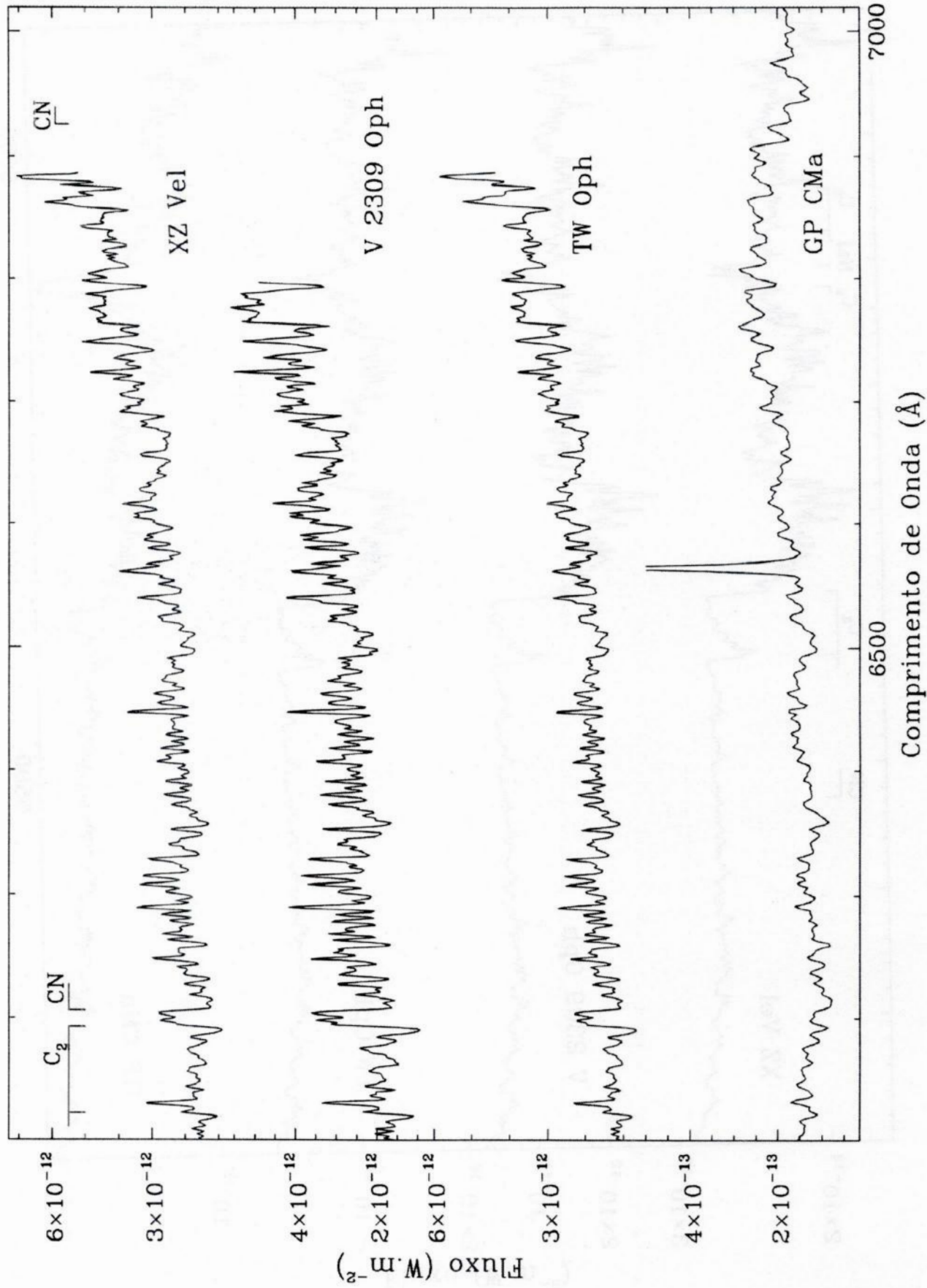
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



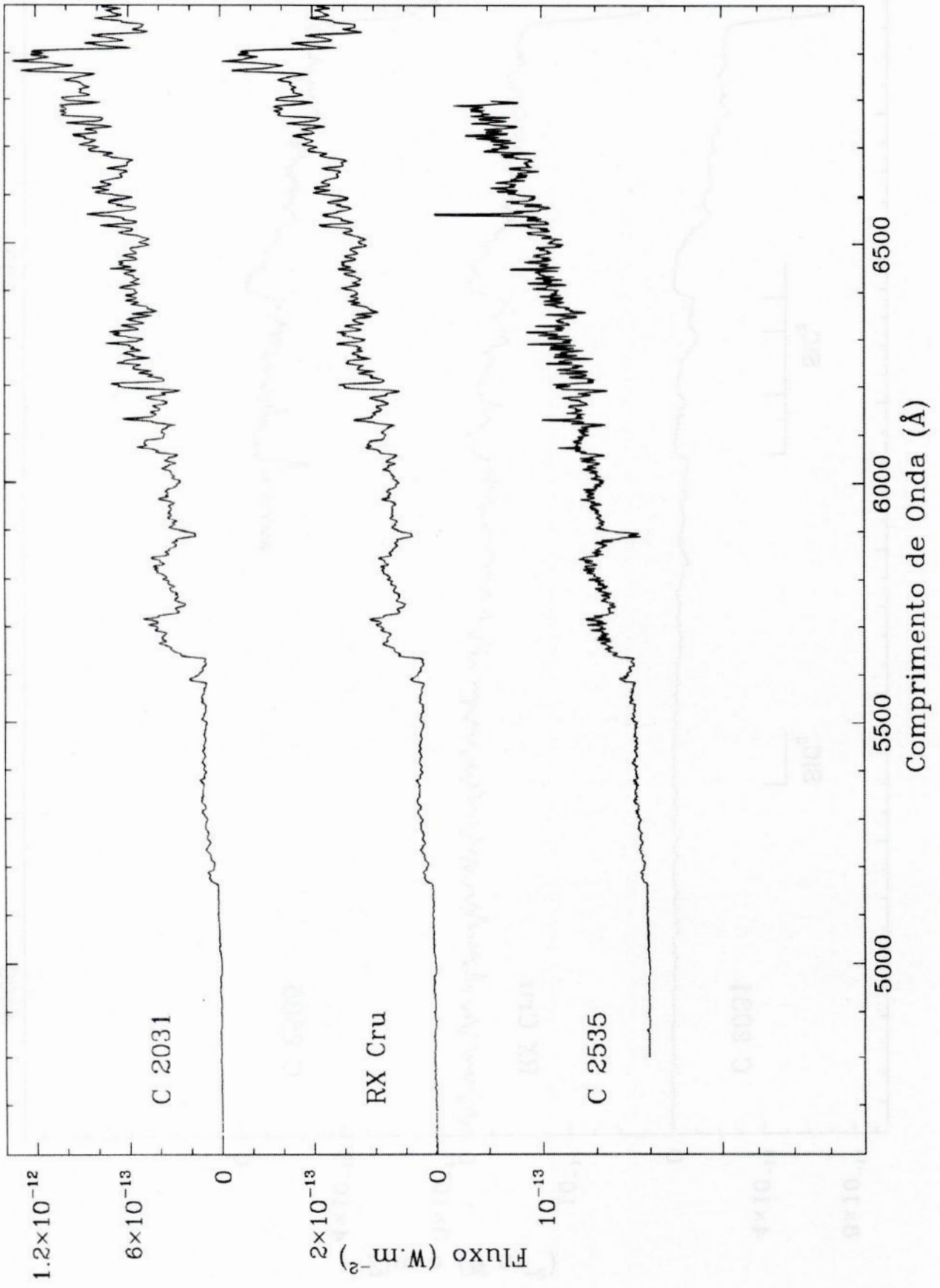
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



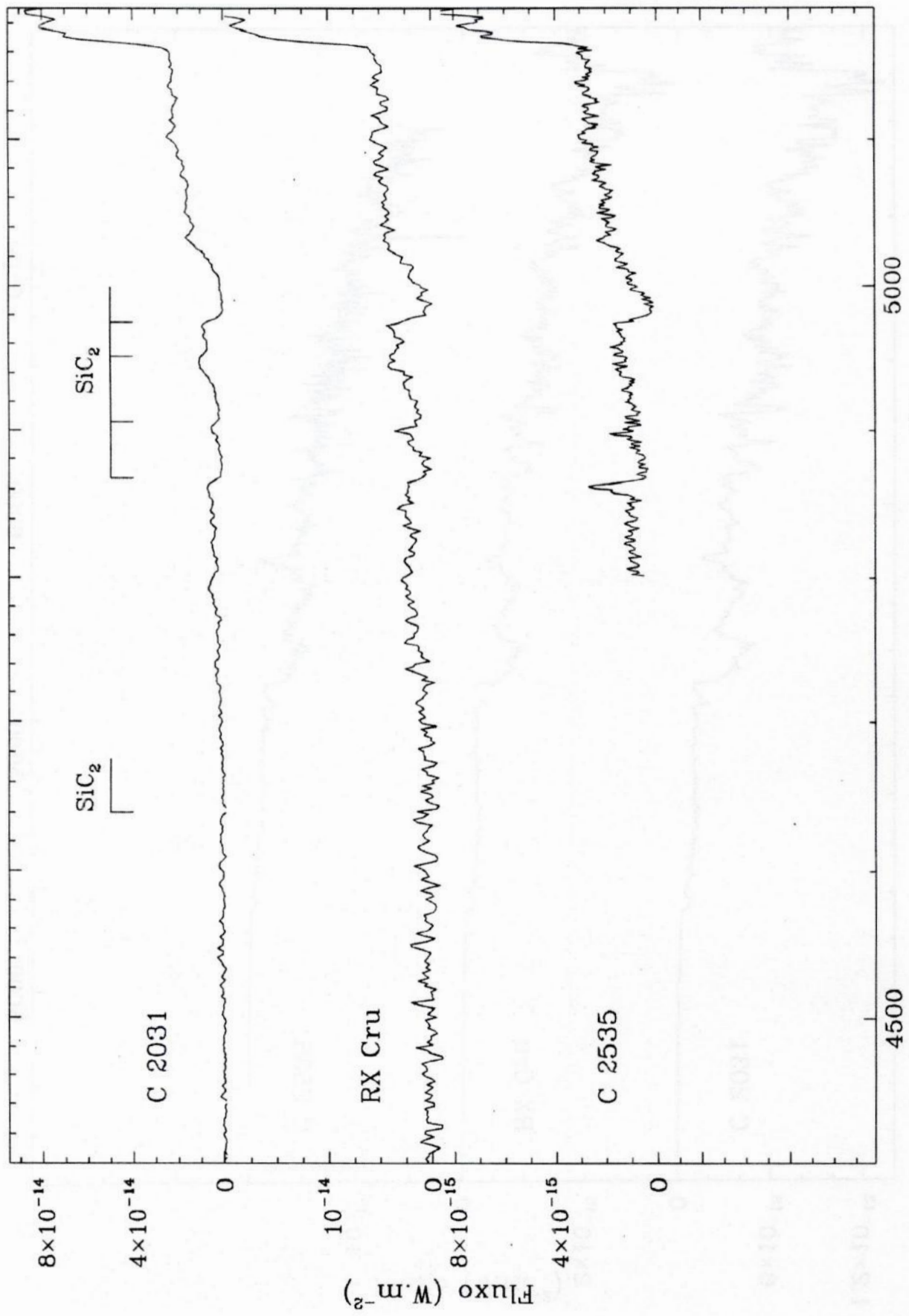
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

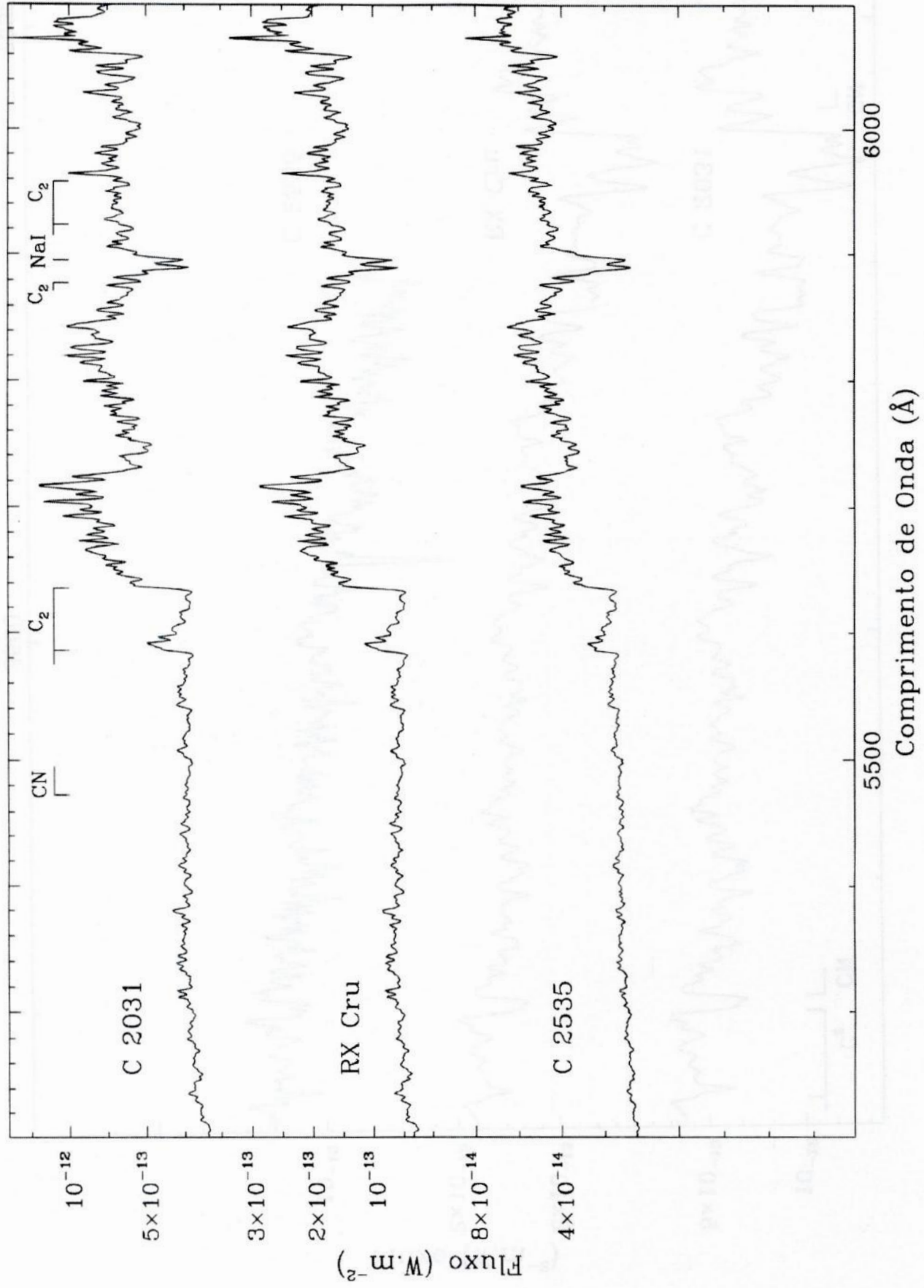


Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

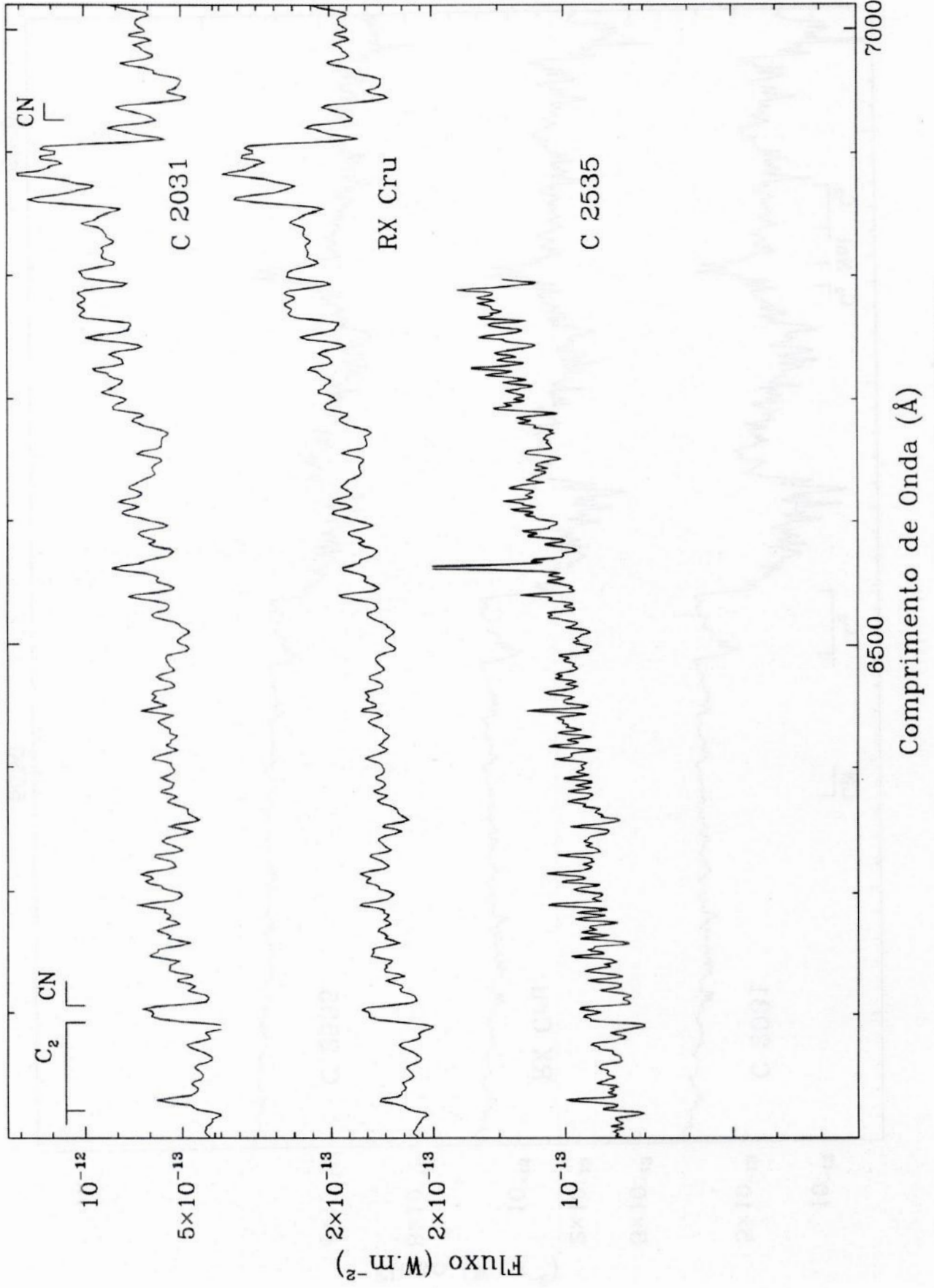


Comprimento de Onda (Å)

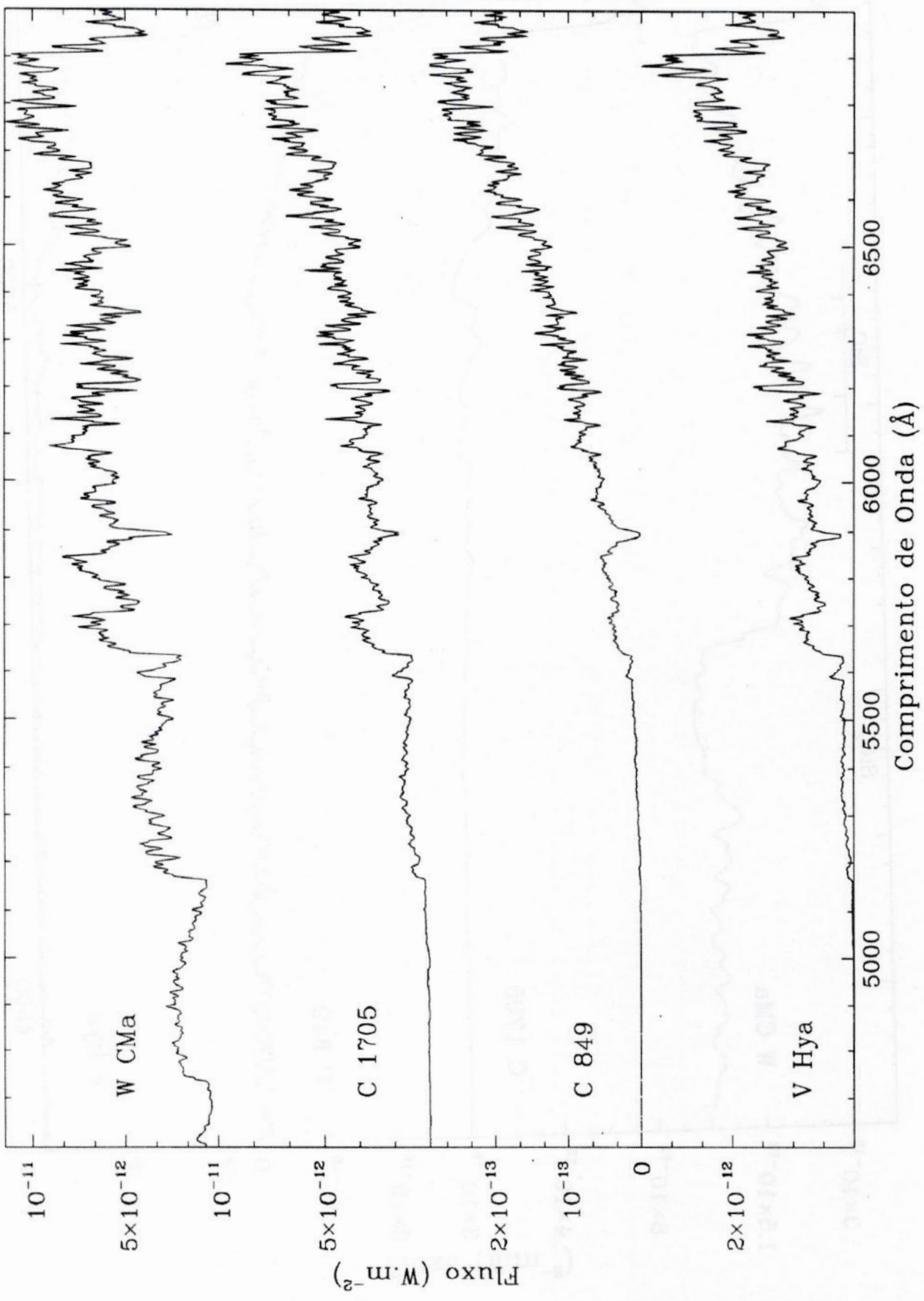
Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo N por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

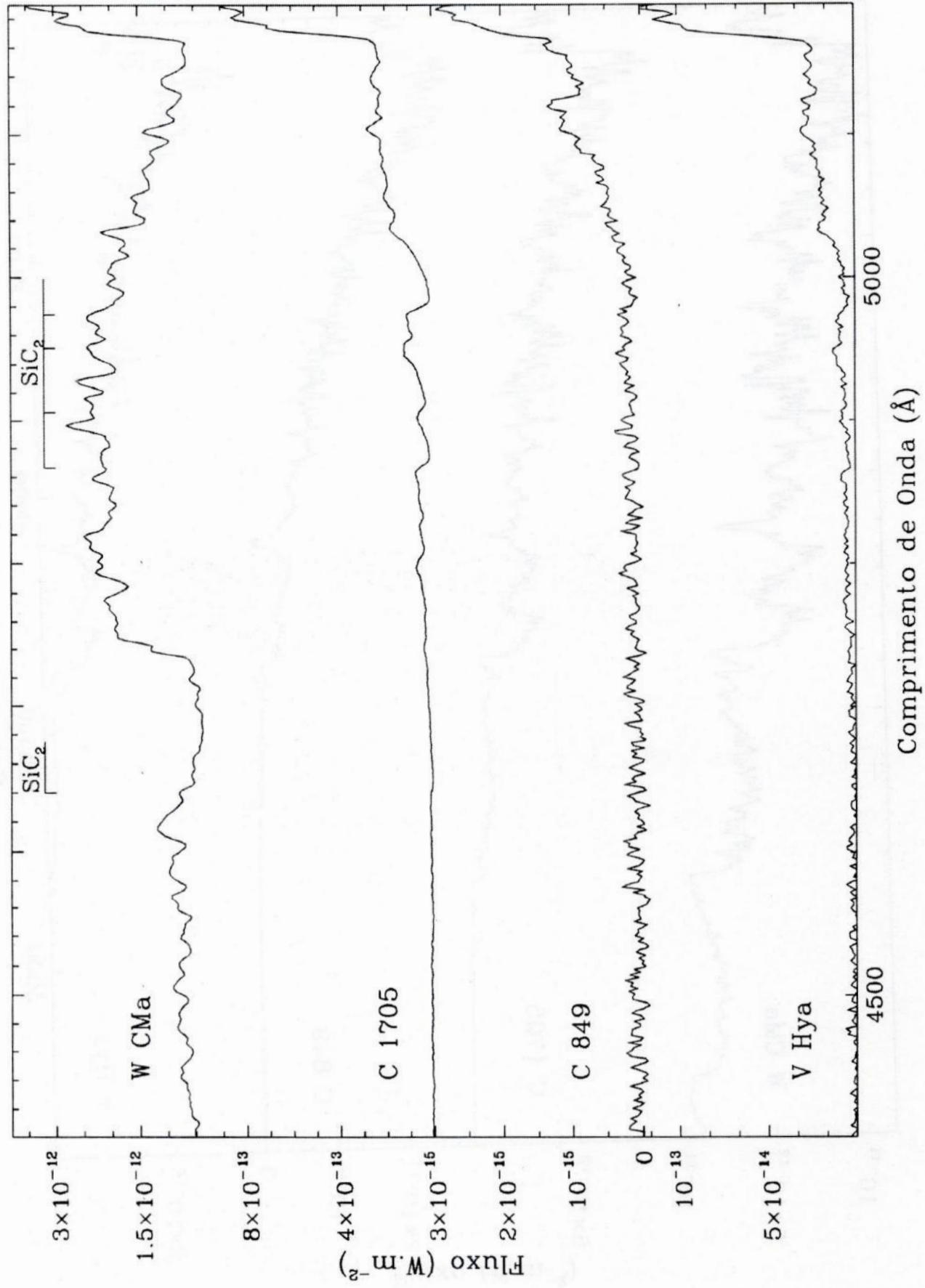


Estrelas Candidatas a tipo CH por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



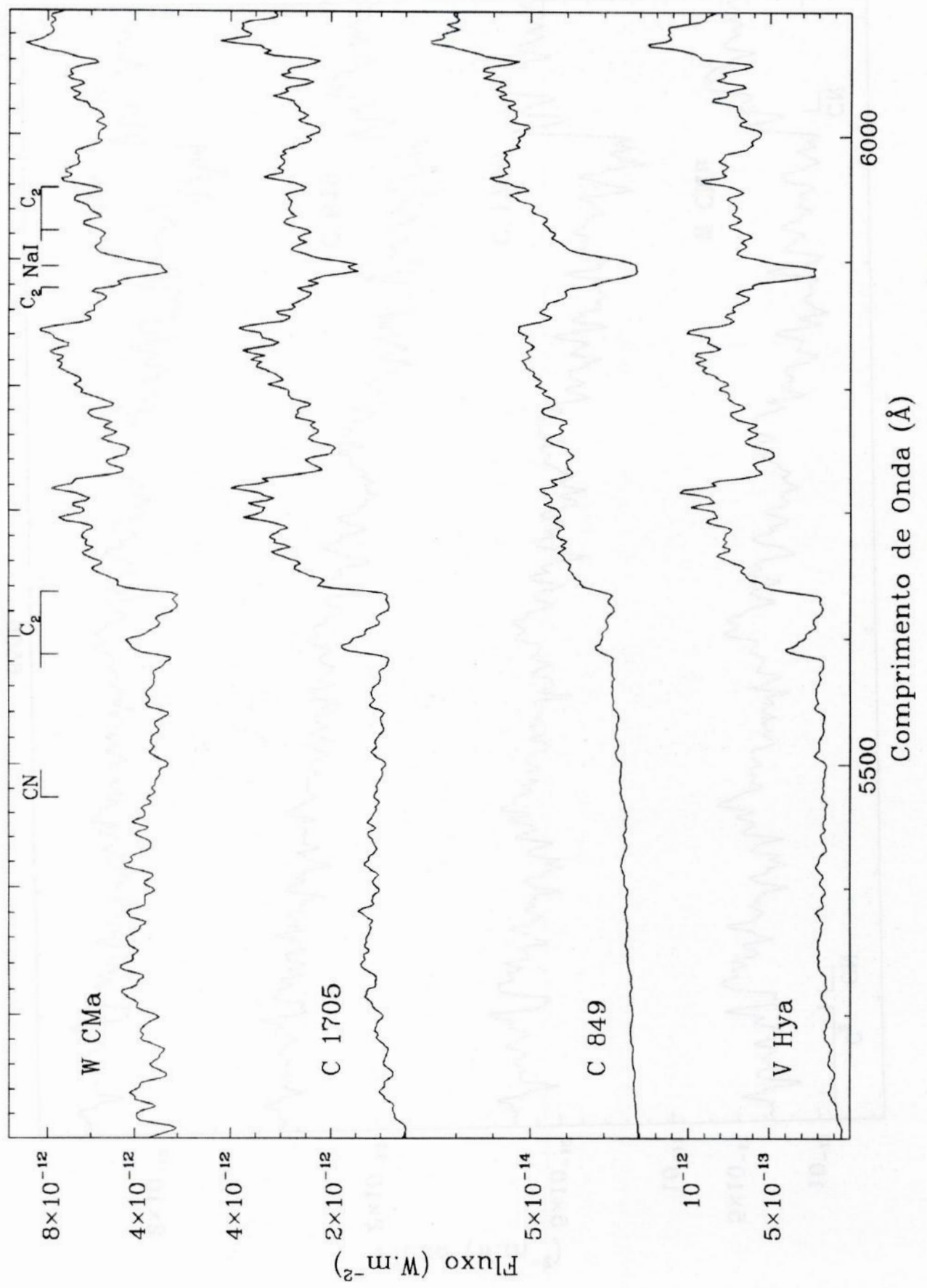
Estrelas Candidatas a tipo CH por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

Estrelas Candidatas a tipo CH por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

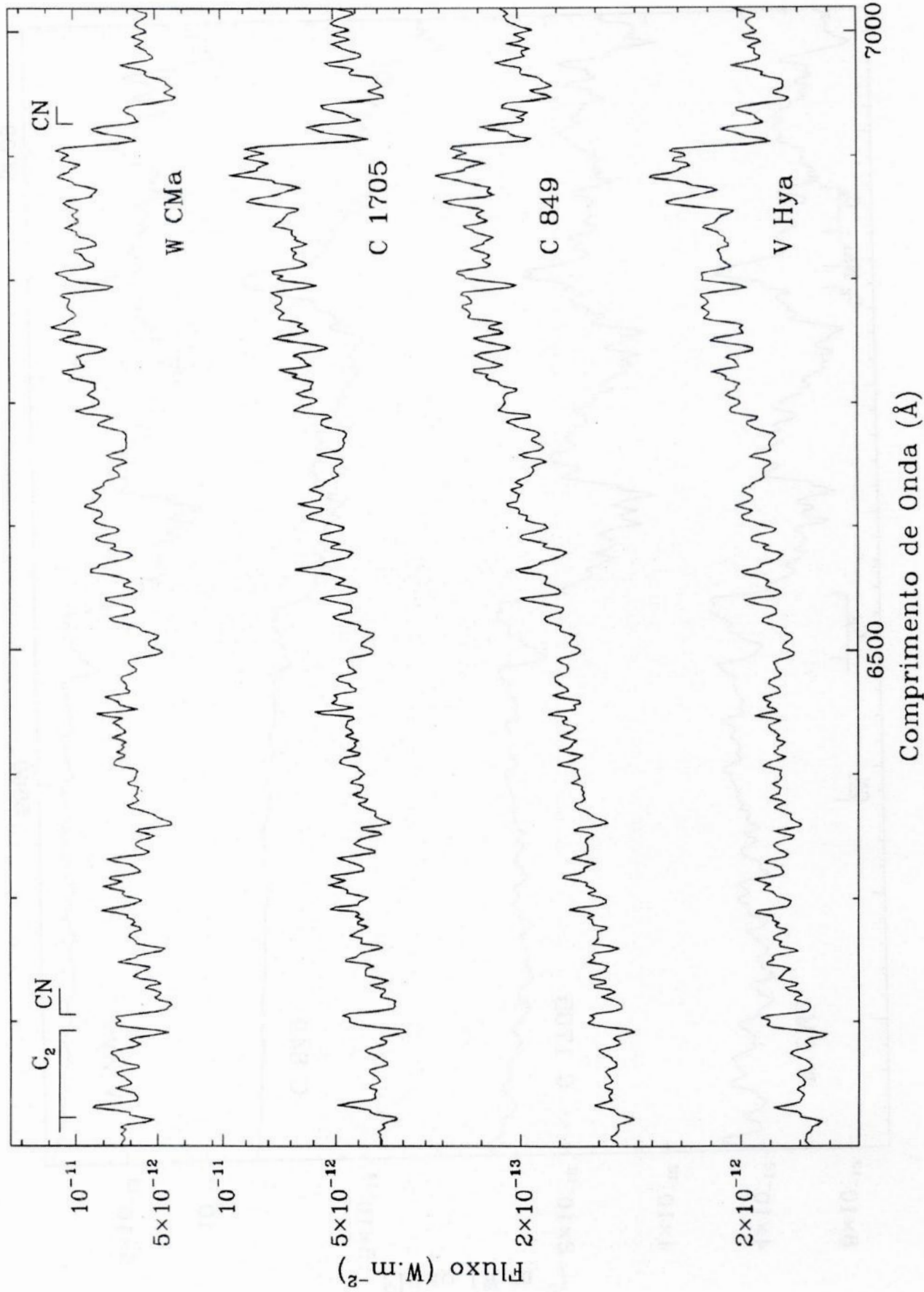


Comprimento de Onda (\AA)

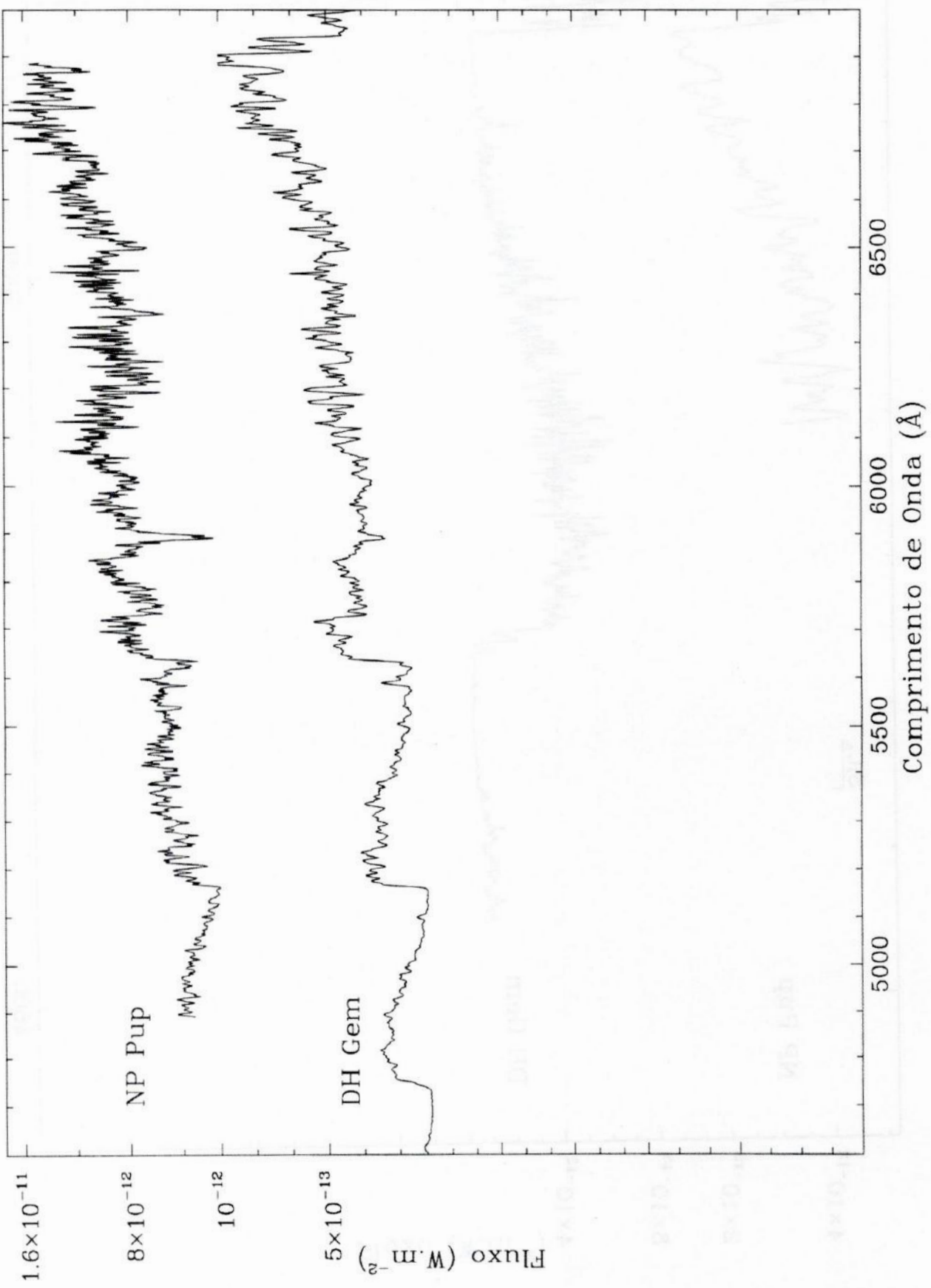
Estrelas Candidatas a tipo CH por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



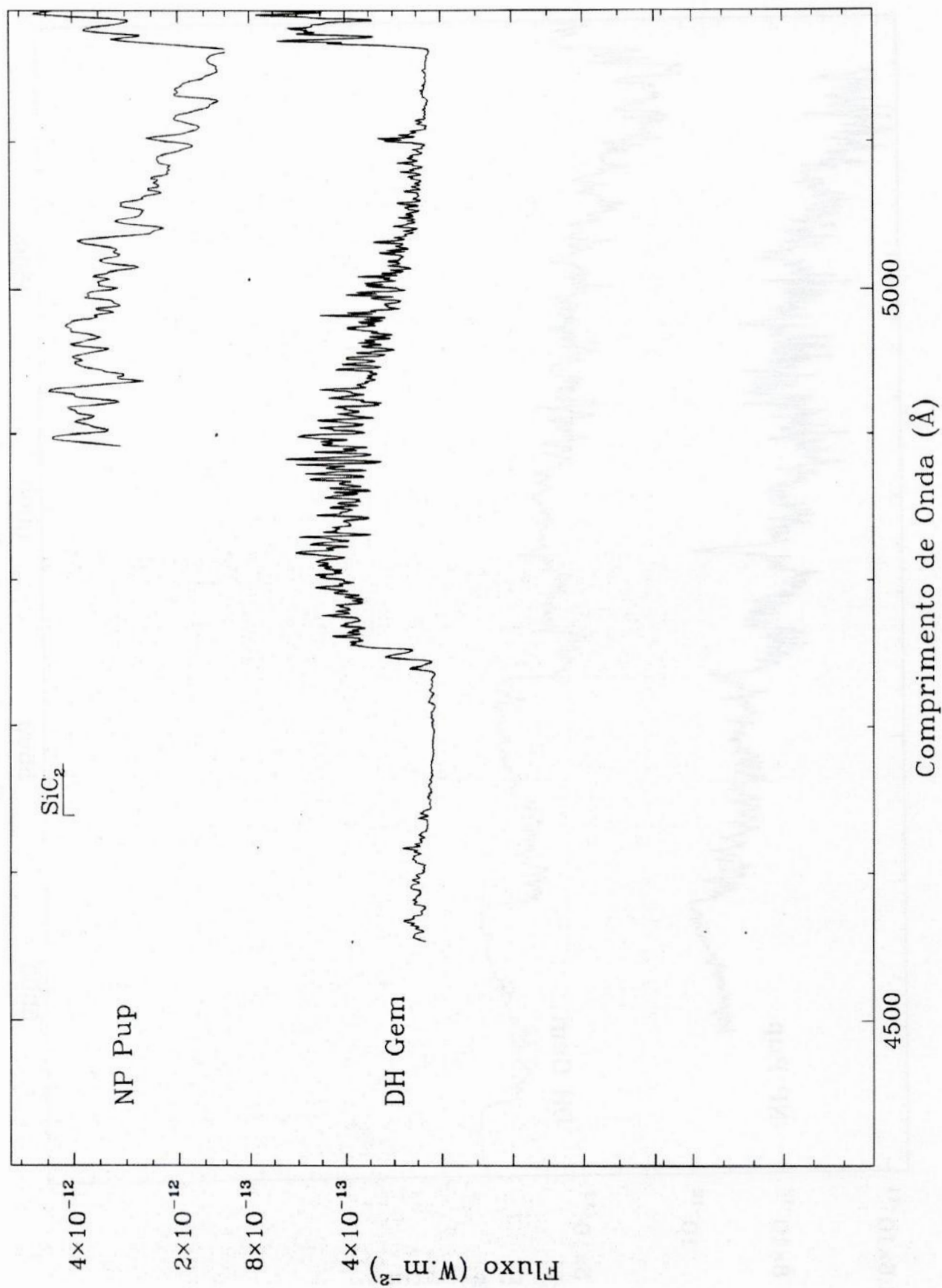
Estrelas Candidatas a tipo CH por Ordem Crescente de Temperatura



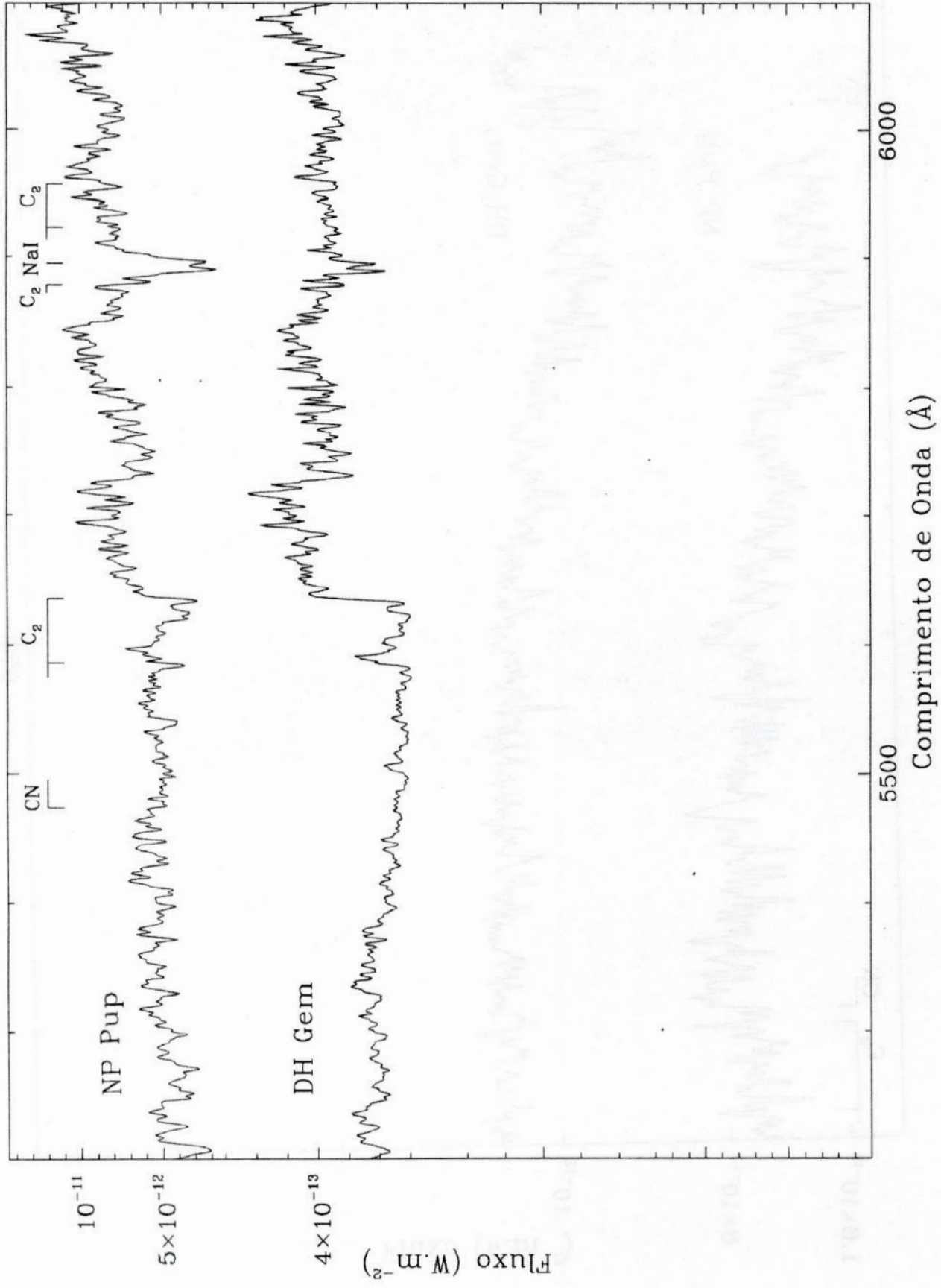
Estrelas de tipo R por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo R por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

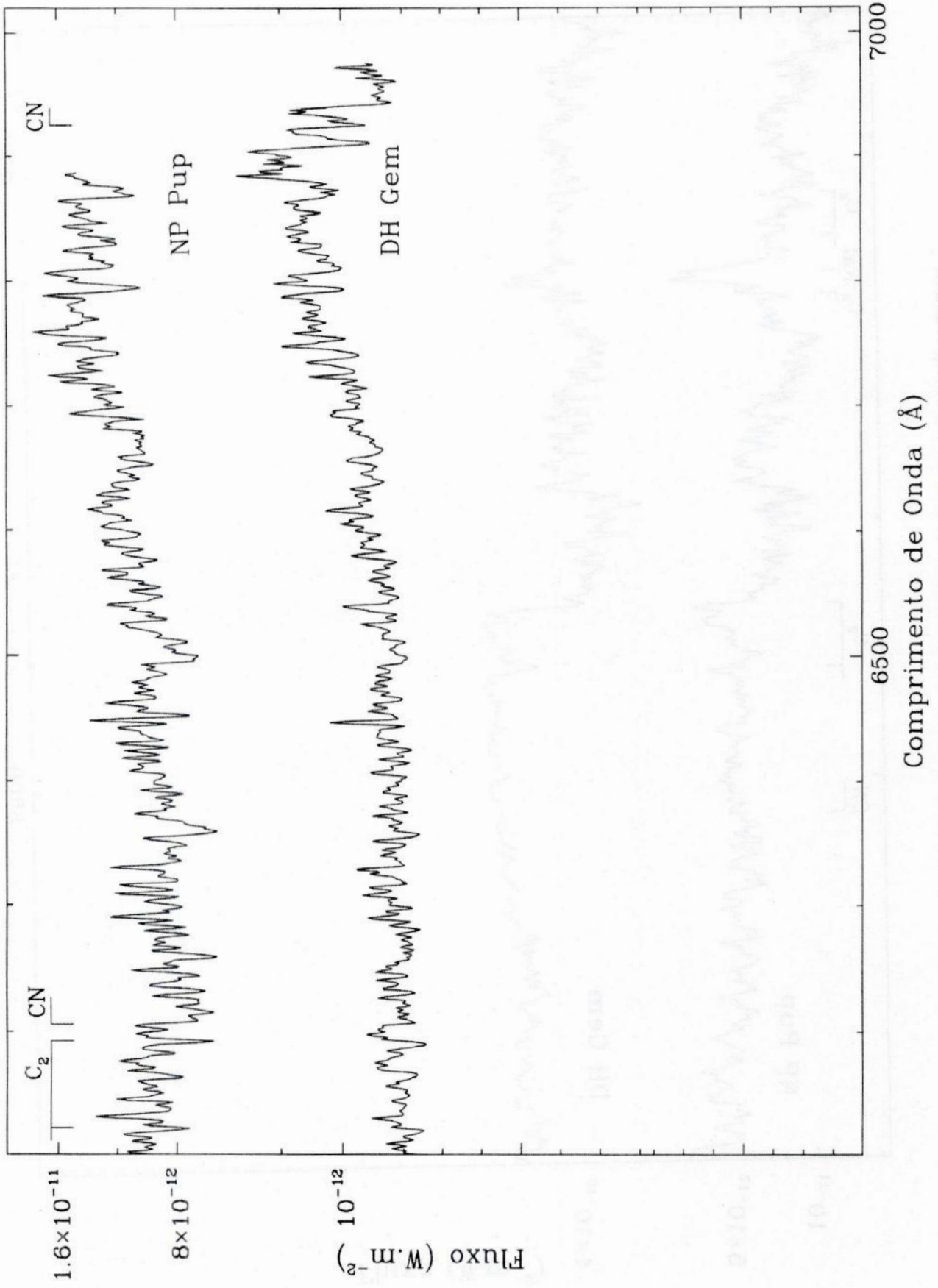


Estrelas de tipo R por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

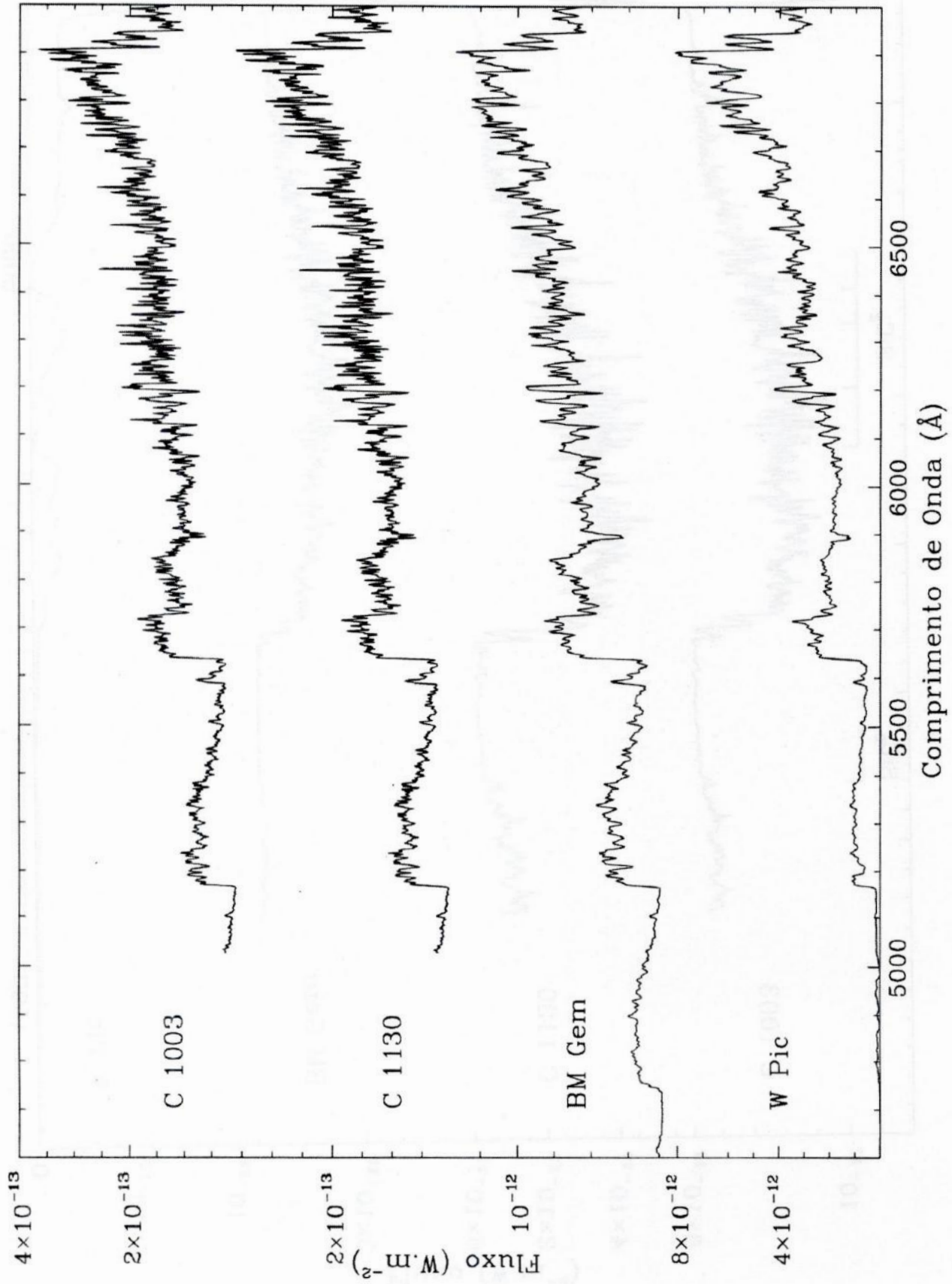


Estrelas de tipo R por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

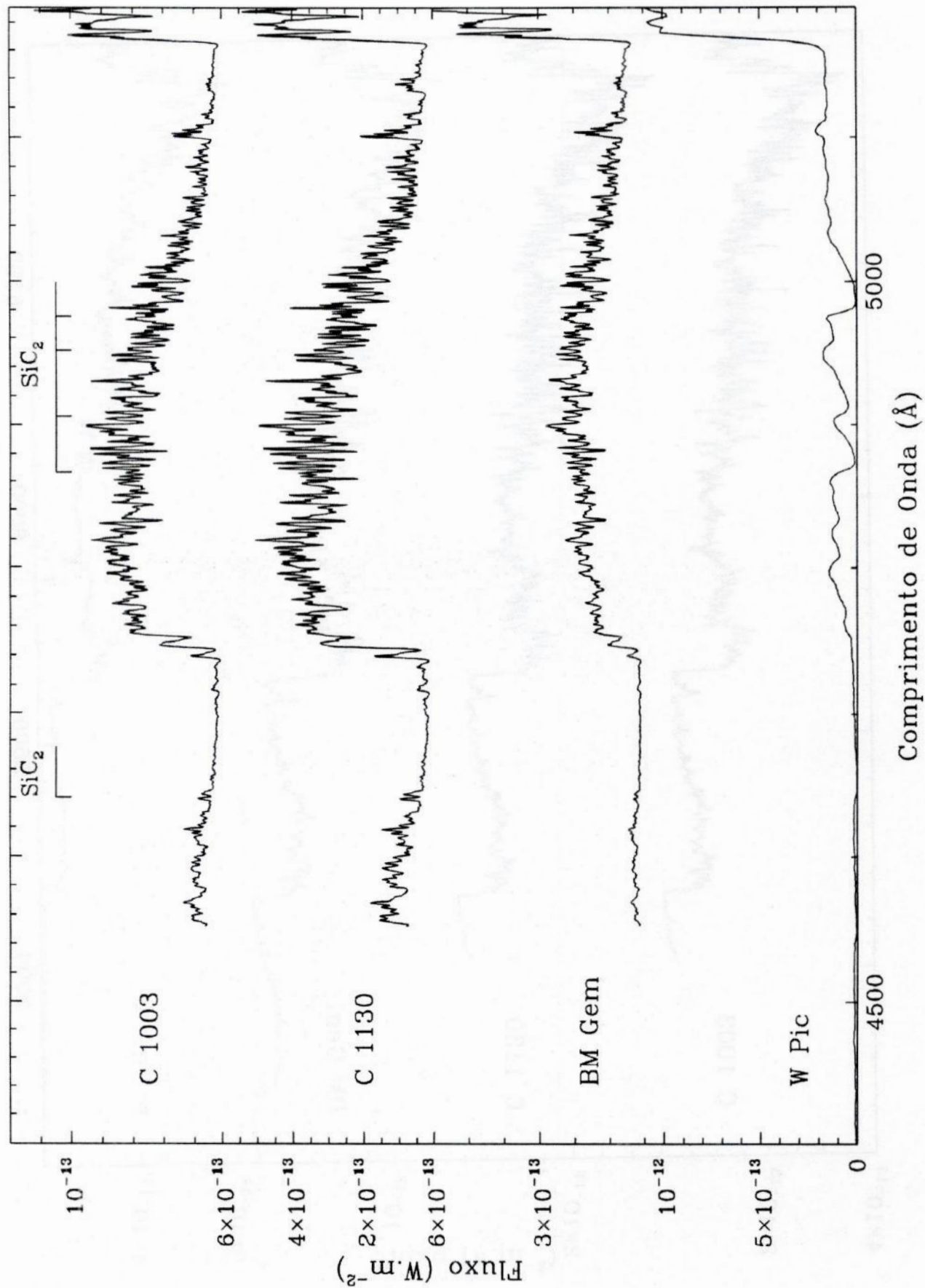
Estrelas de tipo R por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



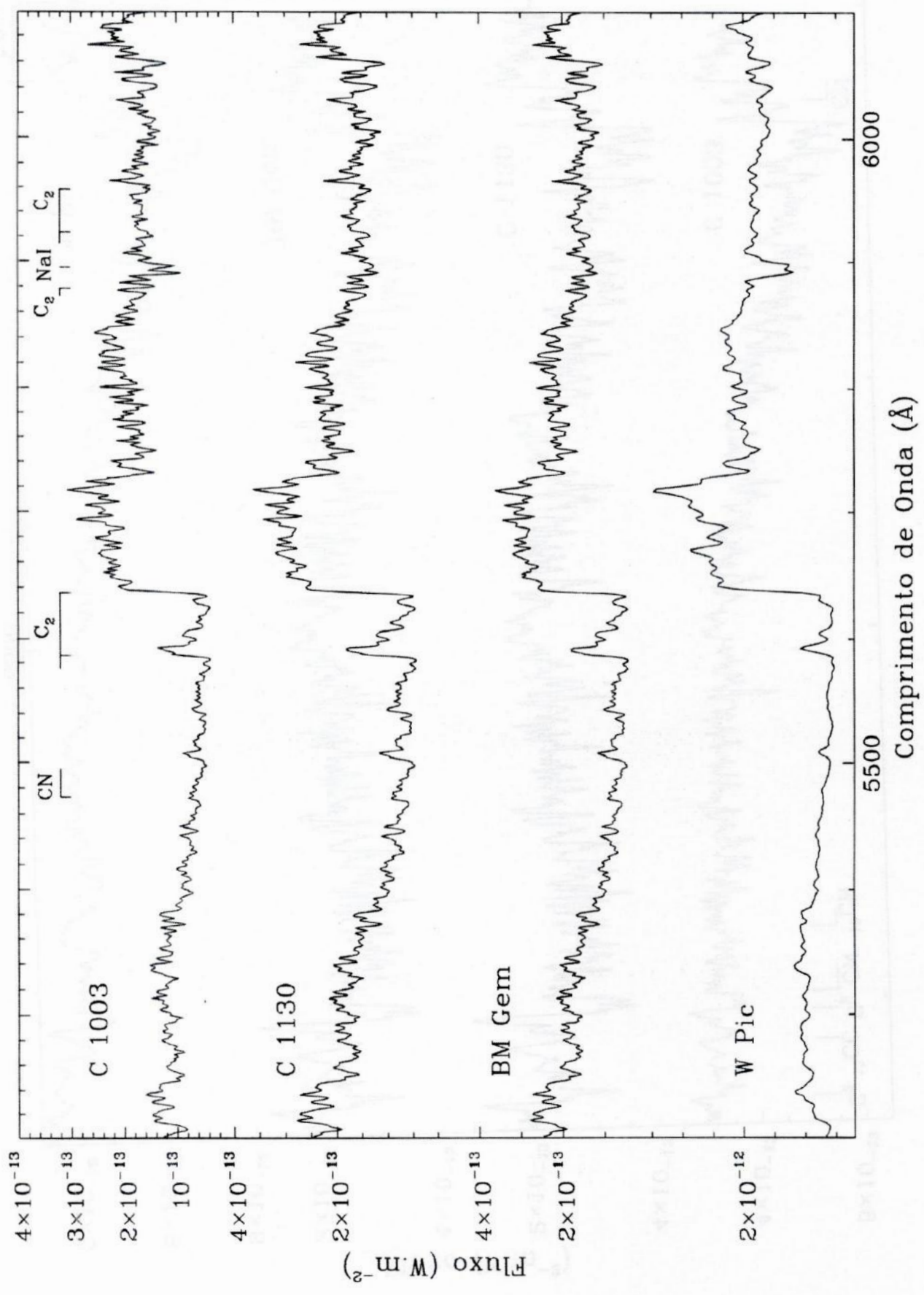
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

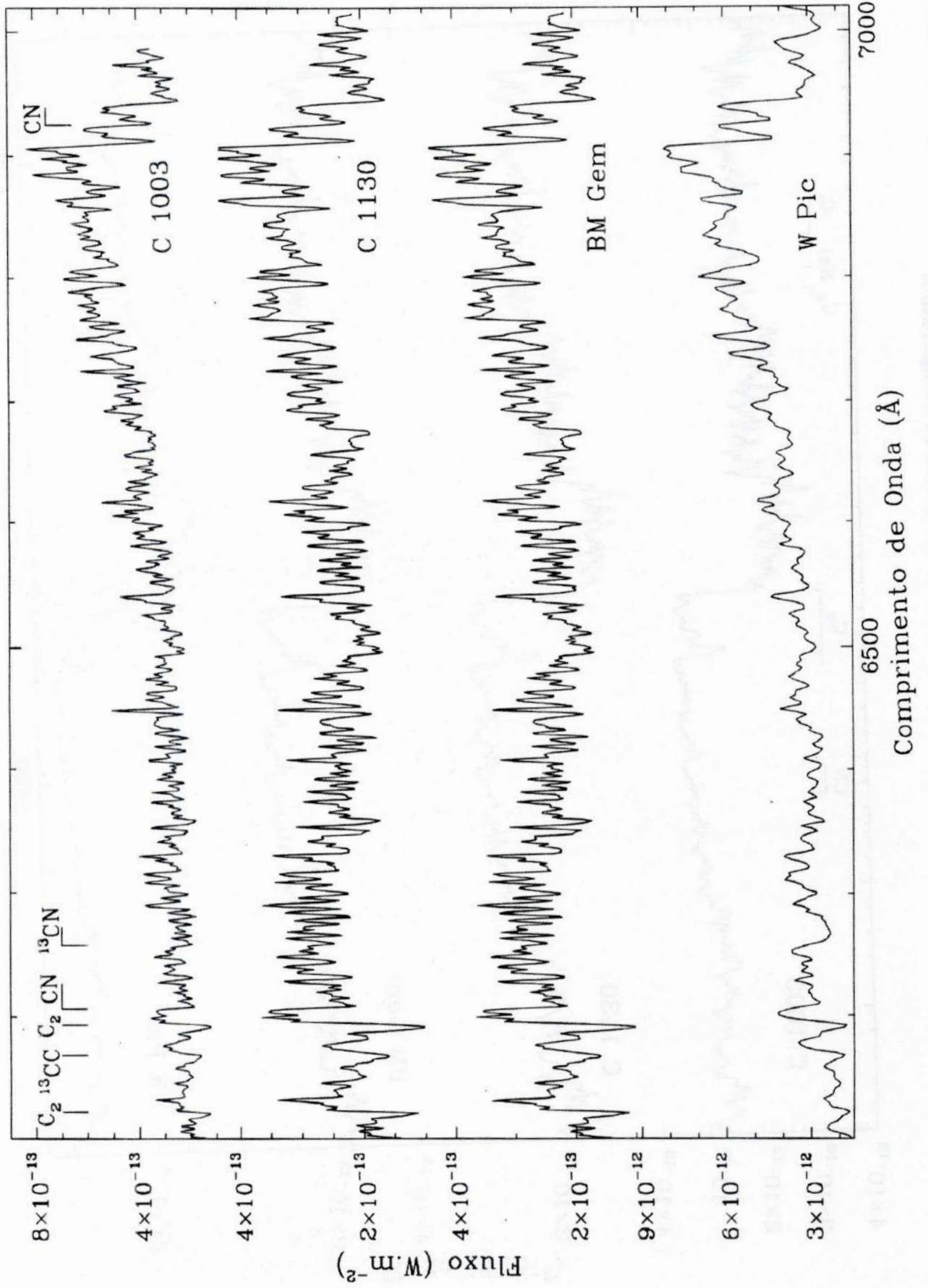


Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

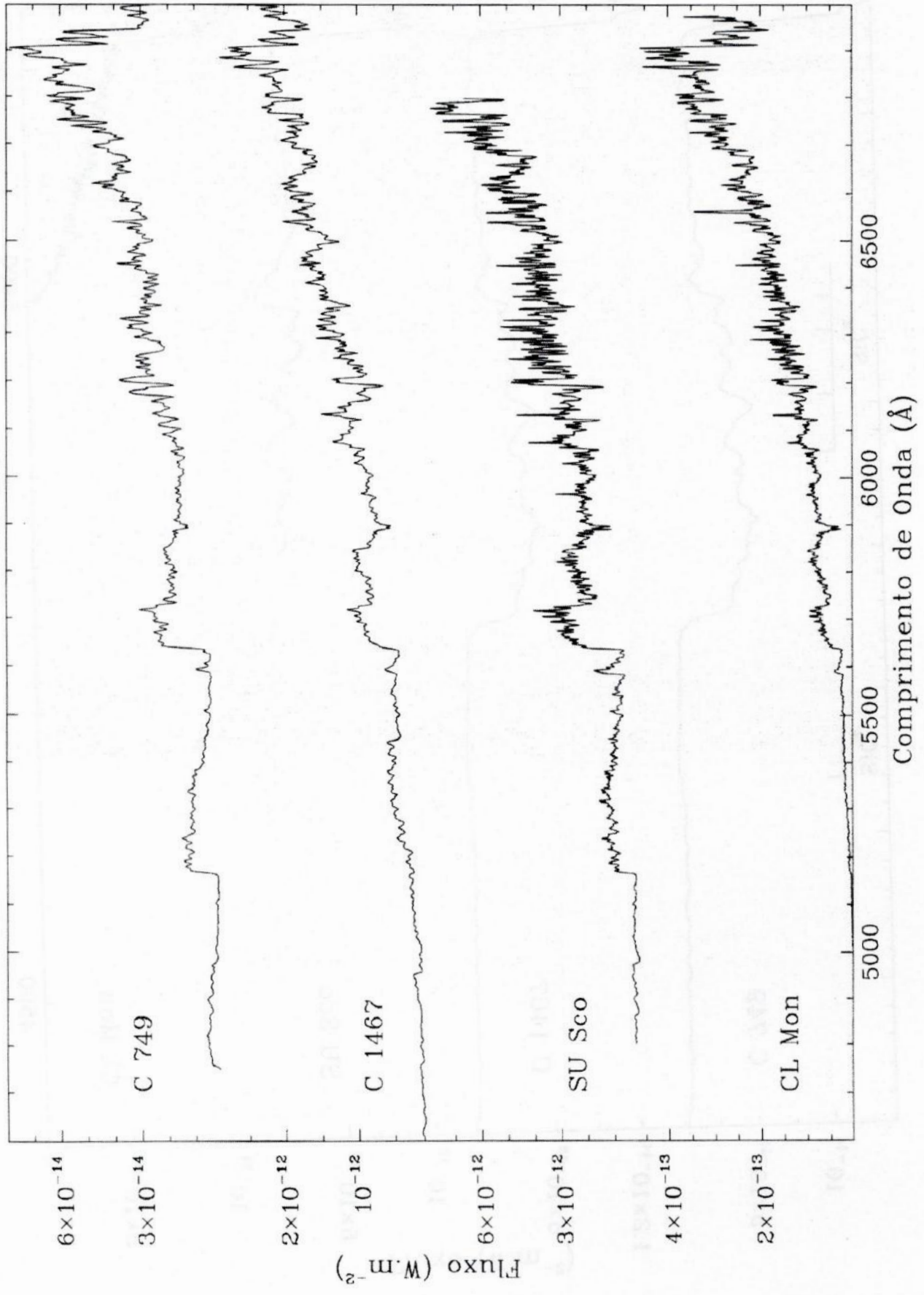


Estrelas do tipo J em Ordem Crescente de Índice de Temperatura

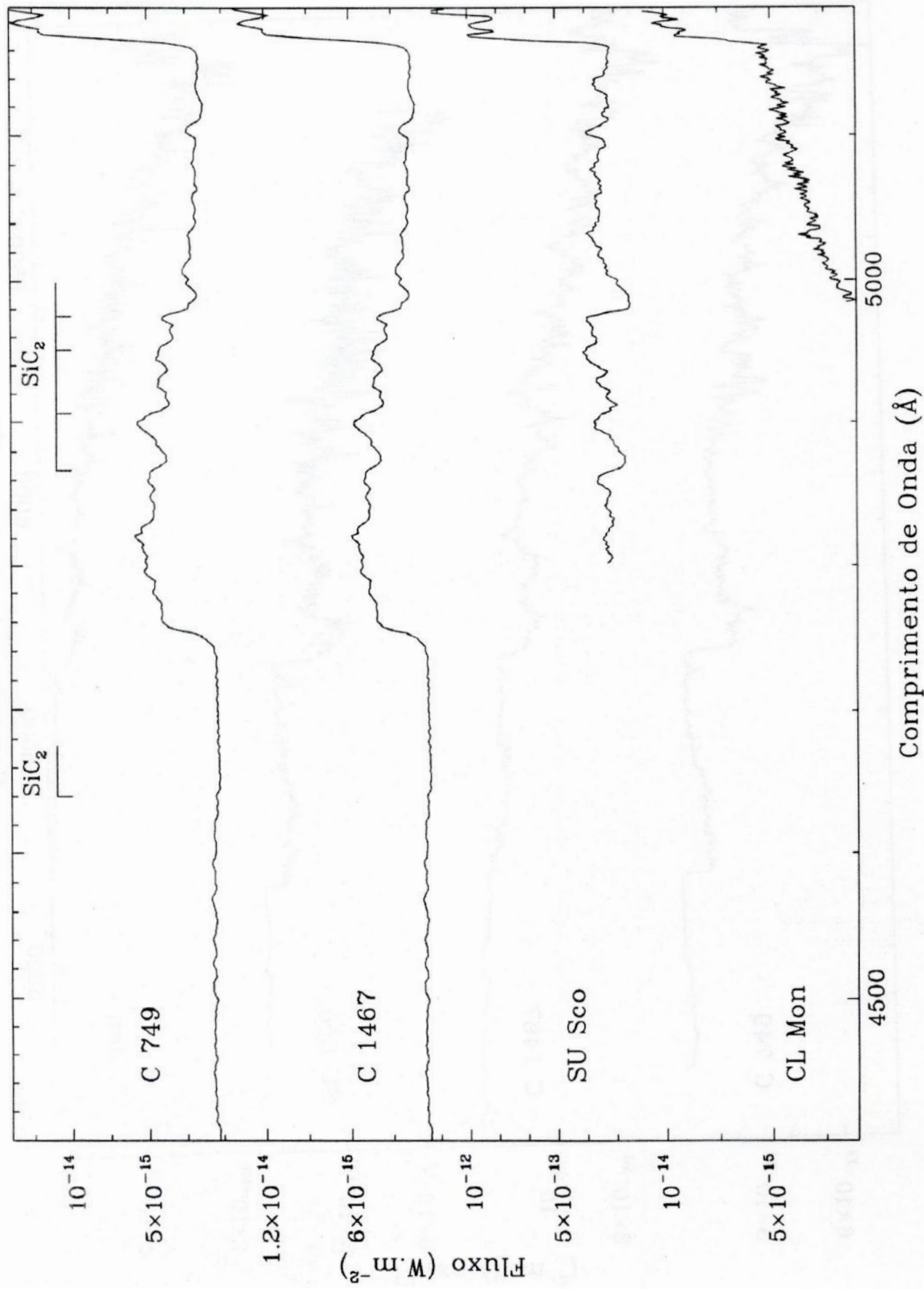
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



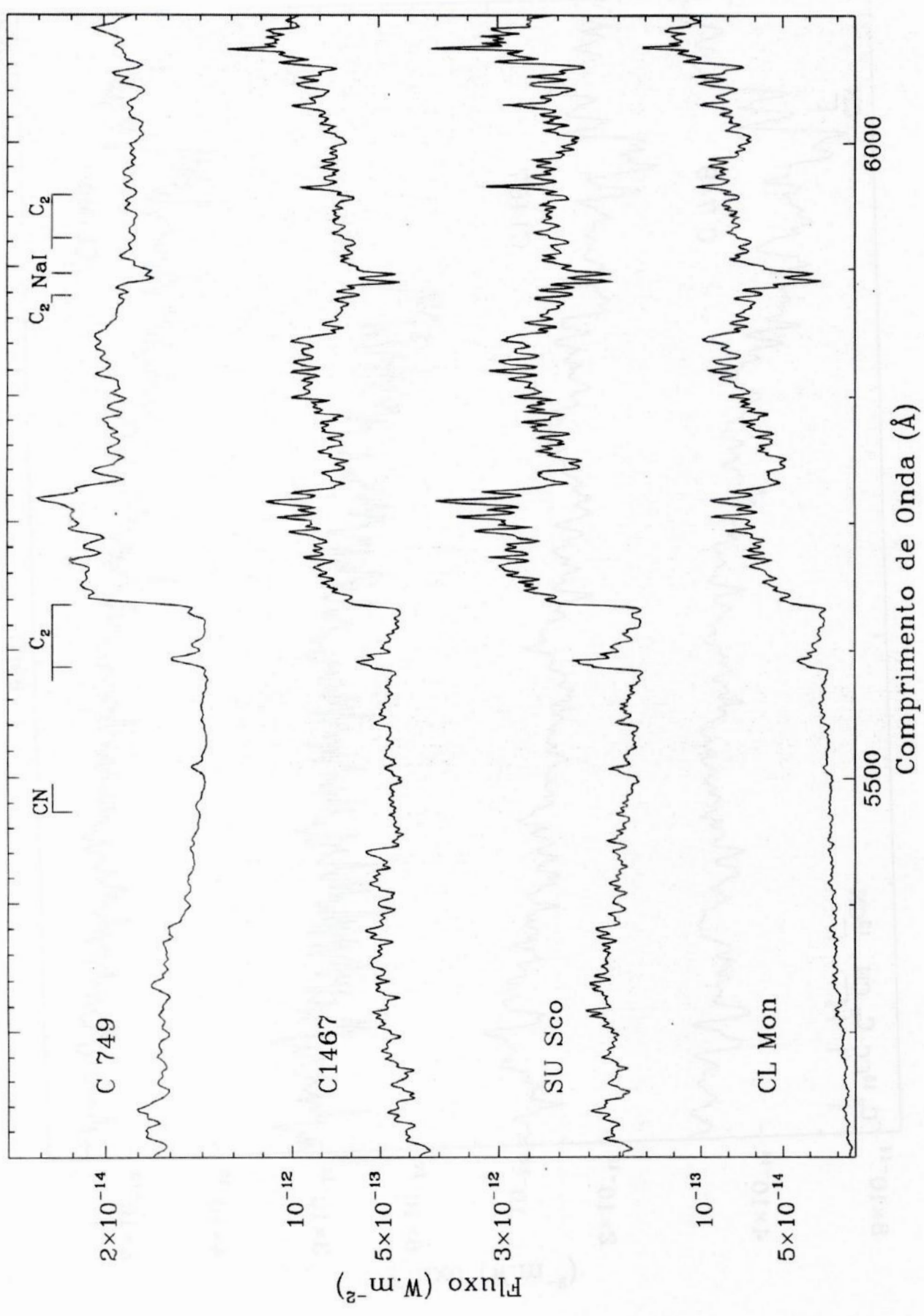
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



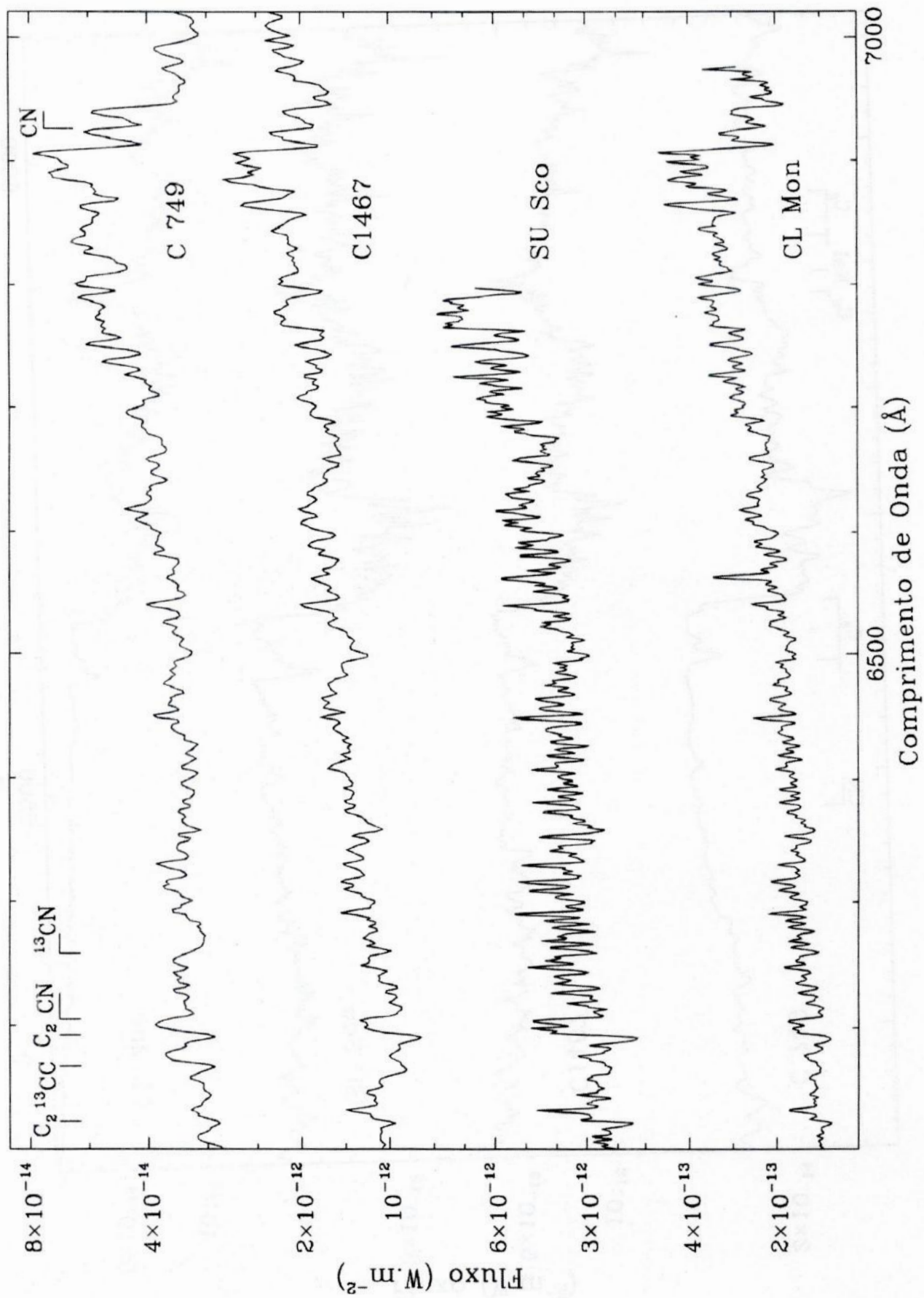
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



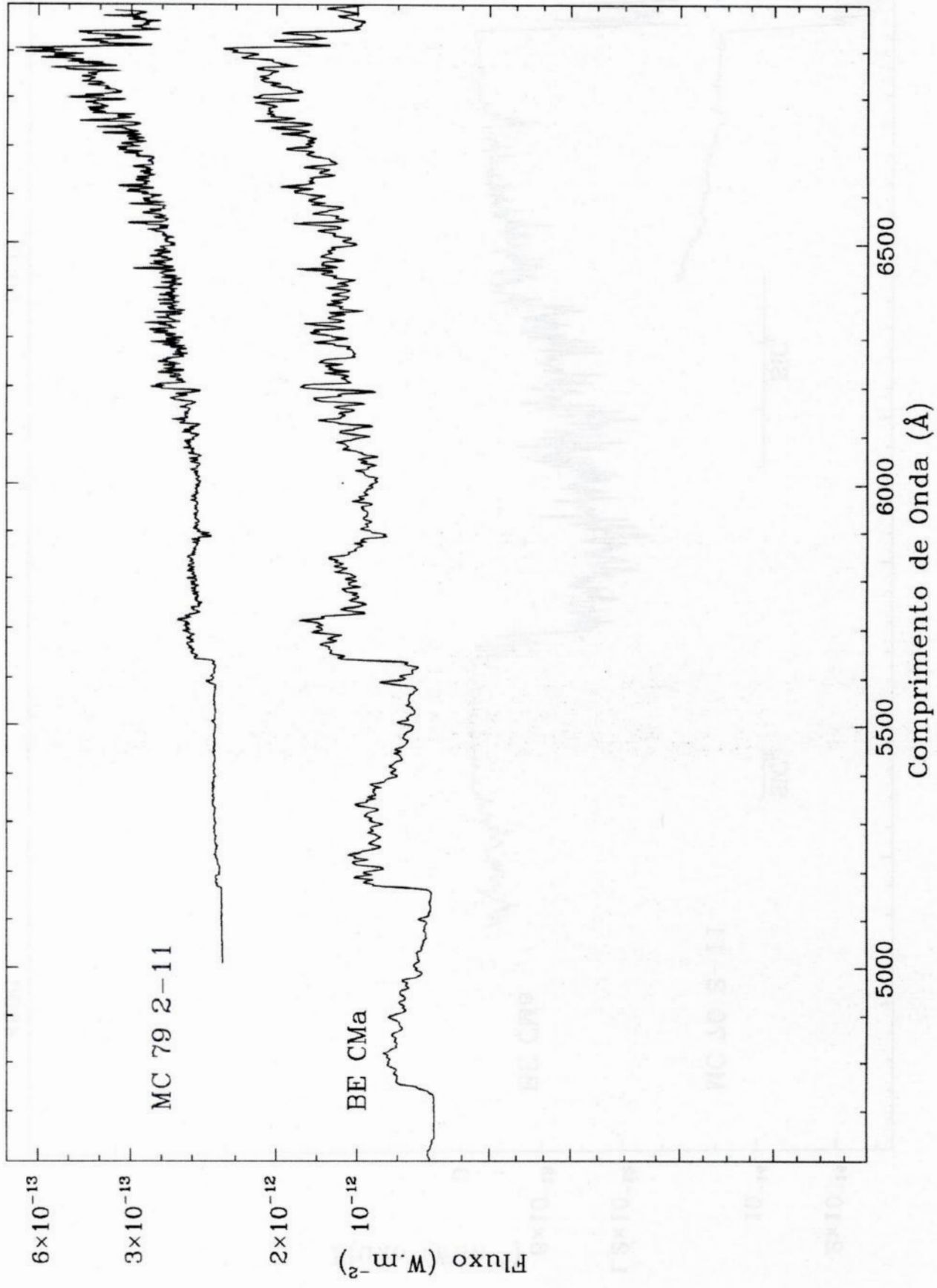
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



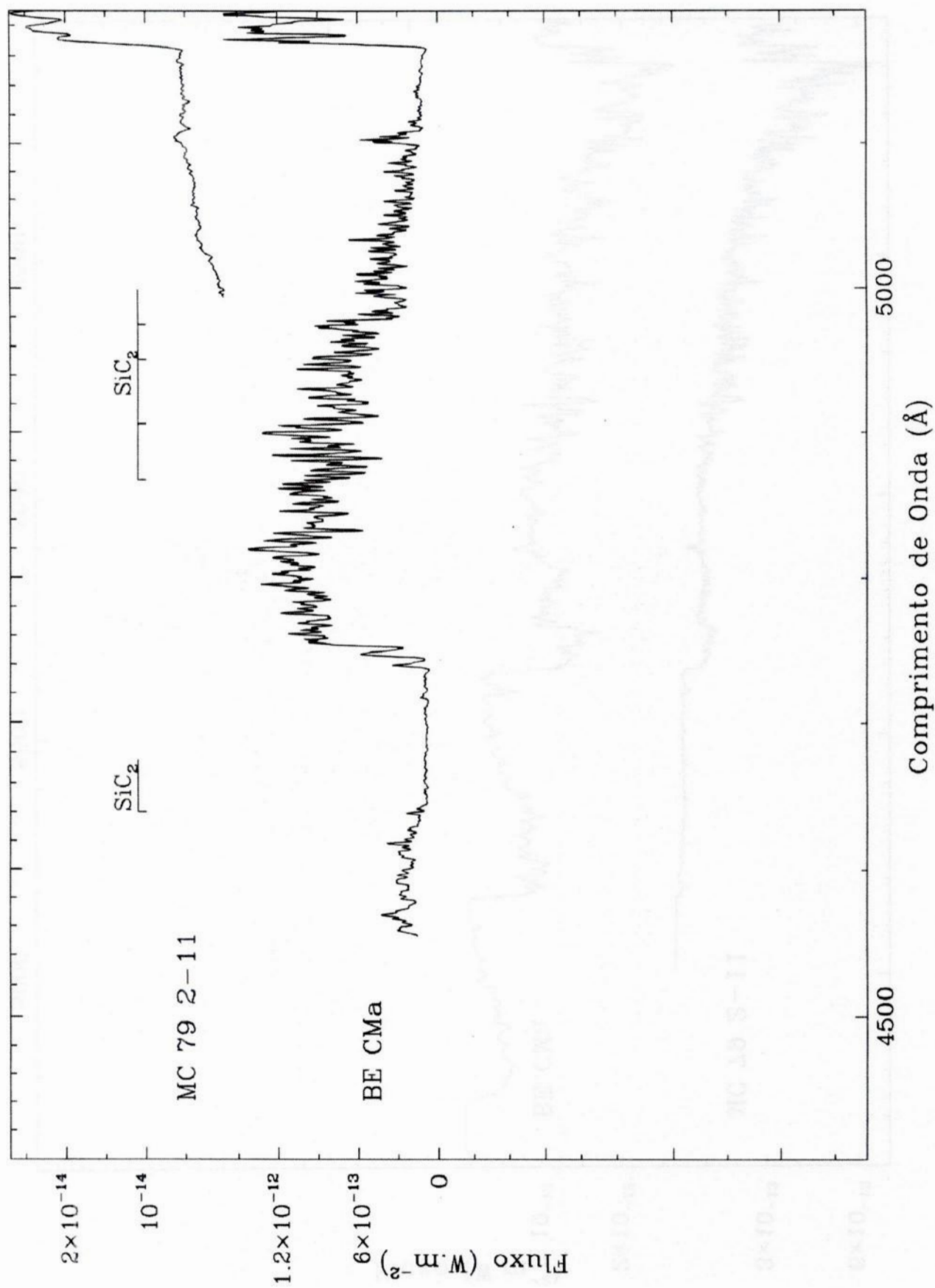
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



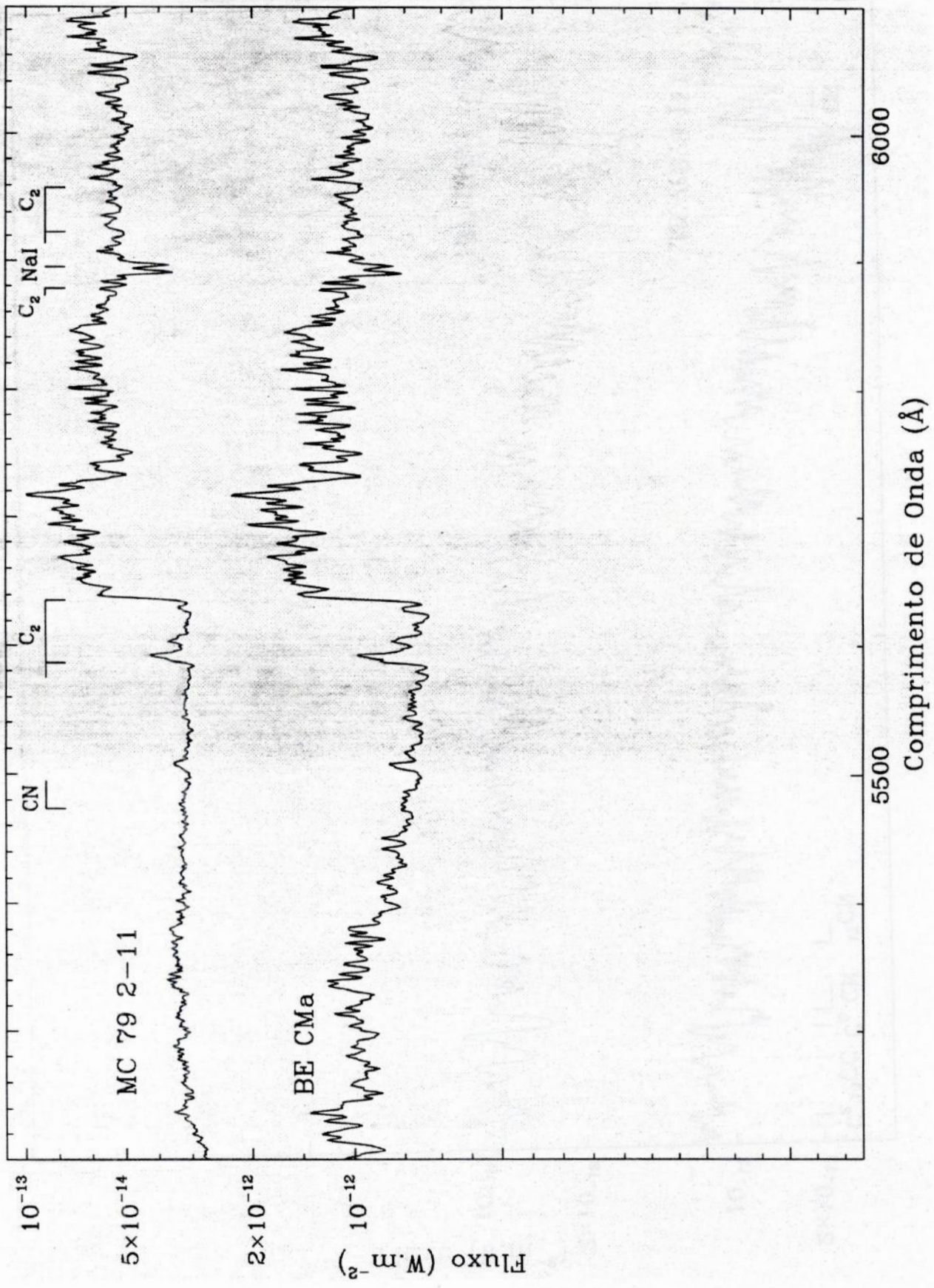
Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura



Estrelas de tipo J por Ordem Crescente de Índice de Temperatura

