



# Velamento e Atividade Cromosférica em Estrelas T Tauri

Paulo Cesar Rodrigues Pereira

Trabalho submetido ao Departamento de Astronomia do  
Instituto de Geociências da UFRJ - OV,  
como requisito para a obtenção  
do grau de Astrônomo

Rio de Janeiro, RJ

Março, 1993

Orientador: Dr. Celso C. Batalha

## Resumo

Apresentamos um estudo detalhado das estrelas AAtau e BPtau na região (4000Å-5000Å) a partir de espectros de alta resolução. Tal estudo englobou a identificação acurada da região e a estimativa do efeito do velamento contínuo sobre a região usando para isso, uma variante dos métodos conhecidos da literatura. Como produto final, fornecemos identificação das linhas sugeitas a atividade cromosférica fazendo uso do método de análise diferencial. Ao final, chegamos a conclusão que o método empregado para o cálculo dos velamentos é eficaz.

# Agradecimentos

Agradeço ao Dr. Celso Correa Batalha pelo entusiasmo e dedicação demonstrados a todo instante durante minha orientação.

A J.L. Kohl Moreira pelo auxílio prestado durante todas as atividades computacionais.

A Ricardo Piorno Schiavon e Marco Aurélio Ortega Terra pelas constantes discussões que em parte fundamentaram este trabalho.

A futura Doutora Kátia M. Cunha pelo apoio e entusiasmo demonstrado como co-orientadora neste trabalho.

Por fim, agradeço e dedico este trabalho a meus pais, e a todos que participaram de minha vida acadêmica, professores e alunos, em especial, André, Alexandre, Renato, Simone e Fábio.

# Índice

Resumo .....	i
Agradecimentos .....	ii
I Introdução .....	1
I.1 Histórico e quadro atual das ETT .....	1
I.2 Velamento em Estrelas T Tauri .....	8
I.3 Métodos de Avaliação de Velamento .....	9
I.4 Objetivos .....	11
II Dados Observacionais .....	13
III Metodologia .....	15
III.1 Introdução .....	15
III.2 Calibração dos Espéctros .....	16
III.3 Ajuste do Contínuo e Correção para Velocidade Rotacional .....	17
III.4 Avaliação do Velamento .....	19
III.5 Espéctros de Razão e Linhas Indicadoras .....	24
IV Resultados .....	32
IV.1 Gráficos de Velamento .....	32
IV.2 Espectros de Razão .....	35
IV.3 Tabela de Linhas Indicadoras .....	58
IV.4 Temperatura da Camada de Interface .....	63

V .Conclusões .....	66
Referências .....	68

# I INTRODUÇÃO

## I.1 Histórico e quadro atual das Estrelas T Tauri

Atualmente acredita-se que as estrelas pré-sequência principal (PSP) de tipos tardios sejam as precursoras das estrelas do tipo solar da sequência principal, sendo a classe das variáveis TTauri (Joy 1945) a primeira manifestação observada de estrelas PSP. As estrelas T Tauri (ETT) foram estudadas espectroscopicamente (Herbig 1962) e detectadas em grande quantidade, permitindo relacioná-las a regiões de formação estelar. Durante seu trabalho, Herbig verificou, assim como Joy (1945), o velamento de algumas LINHAS do espectro fotosférico devido a emissão de um contínuo de origem na época desconhecida, levando-o a definir critérios para a classificação das ETT, baseados em suas características espectroscópicas:

- 1) Linhas do Hidrogênio da série de Balmer e H e K do CaII em emissão.
- 2) Emissão anômala de FeI a  $\lambda\lambda 4063$  e  $4132$ .
- 3) Emissão de linhas proibidas de [OI] e [SII] em várias ETT.
- 4) Absorção intensa do LiI a  $\lambda 6707$ .

Uma vez que nem todas as características acima mencionadas foram encontradas em todas as ETT, Bastian et al. (1983) refinou as propriedades definindo três critérios primários:

- a) Associação com região de obscurecimento.
- b) Presença das linhas  $H_\alpha$  e H e K do CaII em emissão com  $W_\lambda(H_\alpha) > 5\text{\AA}$ .

c) Tipos espectrais seqüencialmente posteriores ao tipo F.

Os critérios de Bastian embora básicos e usados atualmente, não respondem pela grande variedade de ETT que hoje se conhece.

Na literatura atual, as ETT que apresentam fortes linhas de emissão, linhas de absorção fotosféricas atenuadas e o contínuo com excesso de emissão, são denominadas estrelas T Tauri clássicas (ETTC) com a finalidade de diferenciá-las das recentemente descobertas estrelas T Tauri fracas (ETTF) (Walter et al. 1988) que são estrelas menos ativas que as primeiras, apresentando pouco ou nenhum excesso de emissão no infravermelho próximo, e  $W_{\lambda}(H_{\alpha}) \leq 5\text{\AA}$ .

As ETTC são objetos com magnitudes variando entre 12 e 15, massas menores que 3 massas solares, e tipos espectrais variando de K a M, cujas características principais (Bertout, 1989) são:

- Fortes linhas em emissão de H e metais uma ou duas vezes ionizado.
- Velamento de linhas.
- Excesso de ultravioleta e infravermelho acima de um contínuo estelar típico de estrelas K-M, com temperaturas variando entre 3000-5000 K.
- As ETTC são geralmente mais luminosas que as estrelas de seqüência principal de mesmo tipo espectral.

Ao longo dos anos, muitas explicações tem sido oferecidas para as peculiaridades observadas nos espectros das ETT. Recentemente, duas teorias tornaram-se motivo de atenção, o modelo de cromosfera profunda e o modelo de disco de acréscimo.

### *O modelo de Cromosfera Profunda*

O modelo de cromosfera profunda que foi inicialmente proposto por Herbig (1970) sustenta que o excesso de contínuo e as linhas em emissão observados nas ETT são resultado de atividade magnética. Este modelo leva-nos a sugerir que o fenômeno pode ser uma versão muito mais intensa da atividade observada na superfície do Sol. Na verdade, já em 1945 Joy foi um dos primeiros a perceber a semelhança entre o espectro de emissão de uma estrela T Tauri e o espectro cromosférico do Sol. A idéia deu origem a modelos subsequentes, como o de Calvet, Basri & Kuhi (1984) que mostrou haver necessidade de um mecanismo servidouro de grandes quantidades de energia para a cromosfera, a fim de que fosse possível a produção das linhas em emissão observadas. Em geral, os modelos que se seguiram reproduzem todas as linhas de emissão observadas nas ETT, excetuando-se os intensos perfis de Hidrogênio que caracterizam o espectro destas estrelas.

Uma fonte de energia proposta para esta versão em maior escala da atividade solar, baseou-se em teorias que envolveram o modelo de Dínamo, por sinal, o mesmo utilizado no estudo do Sol. Neste sentido, Calvet & Albarrán (1984) concluíram que a quantidade de energia gerada por este processo - o Dínamo, não era suficiente para gerar as intensas emissões observadas em várias ETT.

### *O modelo de disco de acréscimo*

No modelo de disco de acréscimo, atribui-se o espectro das ETT à discos circundantes remanescentes dos primeiros estágios de formação estelar.

Há pelo menos uma década, tem-se sugerido que o excesso de emissão de infravermelho observado em objetos jovens tenha origem em discos circundantes. Teoricamente, discos devem surgir simplesmente devido à provável presença de momento angular no material interestelar pré-colapsante. Se por algum motivo, o acréscimo não for radial, o material adicionado em queda livre poderá vir a localizar-se num disco (Hartman & Kenyon, 1987).

As distribuições de energia com excesso de infravermelho observadas nas ETT não podem ser explicadas por uma simples distribuição de corpo negro. Na verdade, a distribuição de energia deve ser uma resultante de uma vasta faixa de temperaturas, sugerindo uma fonte espacialmente extensa de infravermelho. Dentro deste quadro, naturalmente surge a hipótese do disco, que apresentando dimensão suficientemente grande, pode perfeitamente explicar o excesso observado.

Modelos correntes de formação estelar sugerem que discos circundantes geralmente estão associados a objetos estelares jovens. Um reforço a este modelo é dado pelo Sol. De fato, a natureza achatada do sistema solar sugere fortemente que o mecanismo de disco foi peça fundamental no processo de formação de uma estrela com um sistema planetário associado.

O interesse em discos circundantes sofreu um estimulante impacto em face das recentes descobertas de jatos moleculares ligados a vários objetos estelares jovens. Um quadro mais detalhado e conclusivo do mecanismo de disco para estes objetos (estamos incluindo as ETT) torna-se dependente do limite de resolução observacional. Apesar disso, alguns discos podem ser mapeados via linhas de [SII], como no caso das estrelas HLtau e XZtau.

A participação de discos no processo de formação estelar tem sido motivo de forte controvérsia. Entretanto, vários modelos quando apreciados de maneira global, apresentam cenários razoavelmente semelhantes. Adams & Shu (1986) em seu primeiro modelo de disco para ETT, consideraram apenas discos passivos, que somente reprocessavam a luz estelar, ou seja, os fótons estelares ópticos e do ultravioleta seriam absorvidos por um disco de poeira e reemitidos termicamente no infravermelho. Neste cenário, o fluxo bolométrico (do sistema) observado para o sistema estrela-disco pode ser 50% maior que o fluxo fotosférico. Isto acontece porque os fótons estelares que jamais chegariam ao observador na ausência do disco, são re-direcionados por este, em direção à linha de visada. Adams e Shu verificaram também, que a distribuição de temperaturas no disco é proporcional a  $r^{3/4}$  para grandes distâncias da estrela, e que o espectro infravermelho resultante, depende somente do ângulo de visada do disco. Outro cenário foi proposto por Shu, Adams & Lizano (1987). Neste modelo verifica-se nitidamente quatro fases no processo de formação estelar:

- a) Inicialmente um núcleo em baixa velocidade de rotação é formado no interior de nuvens moleculares mediante efeitos gravitacionais colapsantes.
- b) A seguir uma proto-estrela forma-se no núcleo, e sobre esta é acrescentado material via disco circundante. Acredita-se que esta acréscimo é responsável por grande fração da luminosidade do sistema.
- c) Num terceiro estágio, desenvolve-se um vento que emana da estrela através de seus pólos. Este vento bipolar contrabalança o ganho de momento angular do núcleo em formação , devido ao disco de acréscimo, dispersando parte do material interestelar associado à formação da estrela.
- d) No estágio final, o vento já removeu grande parte do denso material de acréscimo, permitindo o surgimento visual de uma estrela rodeada por disco inativo espacialmente fino. As estrelas TTauri encontram-se nesta fase do processo.

Tais modelos levam a resultados coerentes em relação ao excesso de infravermelho observado em muitos objetos estelares jovens, entretanto, falham quando se deparam com a distribuição global de energia espectral nas ETT, em especial, as mais ativas, as ditas ETTC. Ou seja, estes modelos não explicam os excessos de ultravioleta tipicamente observados nas ETTC.

Diante deste problema, ficou evidente a necessidade de se postular um outro processo físico a fim de que fosse possível produzir um excesso de luminosidade no ultravioleta, muitas vezes, comparável à luminosidade fotosférica. Propôs-se portanto, um disco que não somente reprocessasse a luz estelar, mas também, que fosse auto-luminoso, respondendo pelo excesso no contínuo nas ETTC.

De um modo geral, o conjunto de evidências que dão suporte ao mecanismo de disco podem ser resumidas da seguinte maneira:

a) O excesso de infravermelho notado nas ETT opticamente visíveis, excedendo a contribuição fotoférica esperada (Rucinsky 1985, Rydgren & Zak 1986, Strom et al. 1989).

b) Algumas ETT mostram significativo excesso de ultravioleta em relação à emissão fotosférica prevista. As linhas de absorção nas ~~ETTS~~<sup>ETTC</sup> não são tão profundas como nas ~~ETTF~~<sup>ETTF</sup> de mesmo tipo. Nos casos mais extremos, chegamos a notar perfis em emissão. Ao contrário do excesso de infravermelho, o fenômeno aqui descrito não pode ser produzido a partir de luz fotosférica reprocessada. Baseado no trabalho de Lynden-Bell & Pringle (1974), Bertou, Basri & Bouvier (1988) elaboraram um modelo atribuindo o excesso de ultravioleta à camada de interface onde o disco de acreção (neste caso, ativo) encontra a estrela. O excesso de infravermelho neste modelo, é devido à dissipação da energia de acreção e ao reprocessamento da luz estelar.

Evidência adicional para o mecanismo de disco em torno das ETT é obtida de observações ópticas de linhas proibidas. Espectros de ETT moderadamente ativas que apresentam uma relação sinal-ruído alta levam a identificação de perfis em emissão de [OI], [OII], [SII], [NII] e [FeII], sendo que o aspecto do último assemelha-se ao exibido pelas linhas permitidas metálicas. As demais linhas proibidas com frequência apresentam-se com perfis alargados cujos centros estão desviados para o azul. Este fenômeno tem sido interpretado como uma consequência da ocultação de região em afastamento do vento estelar (em relação ao observador) em virtude de um disco circundante espesso (Appenzeler, Jankovics & Östreicher 1984, Edwards et al. 1987).

Em geral, a linha OI ( $\lambda = 6300\text{\AA}$ ) é a mais intensa linha proibida observada no espectro das ETT, apresentando um fluxo que parece estar correlacionado com o encontrado para a linha  $H_\alpha$  e com o excesso de luminosidade no infravermelho (Cohen & Kuhl 1979, Cabrit et al. 1990).

## *Ventos Estelares e Discos*

A associação entre disco circundante e ventos estelares em ETT parece estar estabelecida. De fato, sabe-se que as luminosidades da linha [OI] e de  $H_\alpha$  não são correlacionados com a luminosidade fotosférica. Tal resultado leva a concluir que na realidade, é o disco e não a estrela o principal responsável pela intensidade dos ventos em ETT (Cabrit et al. 1990). Atualmente, o mecanismo de disco de acréscimo constitui-se uma conveniente fonte de energia para explicar os violentos jatos observados em muitas destas estrelas algumas apresentando jatos com velocidades da ordem de centenas de quilômetros por segundo (Herbig 1962, Kuhl 1964, Appenzeller & Mundt 1989).

Medidas do excesso de emissão óptica nas ETTC permitem obter informações importantes com respeito às propriedades físicas do disco circundante e suas camadas de interface. Por exemplo, observações da emissão nestas camadas de interface, podem propiciar uma estimativa direta da taxa de acréscimo de massa do disco em direção à estrela. (Bertout 1989, Hartigan et al, 1991).

Resumindo, o quadro atual das ETTC está fundamentado na modelagem do espectro desde o ultravioleta até o infravermelho (Hartigan et al. 1990, Bertout, Basri & Bouvier, 1988) considerando três componentes:

- i) Fotosfera estelar fria (responsável pela banda óptica), dominando o espectro de várias ETT inclusive BP tau, entre 5000 e 9000Å.
- ii) Disco de acréscimo kepleriano (responsável pelo excesso de infravermelho), tanto passivo como ativo. No primeiro caso, o disco é aquecido somente via reprocessamento de luz estelar por grãos de poeira. No segundo caso, o disco é aquecido por um mecanismo local de geração de energia, como a viscosidade. O acréscimo é gerado pela dissipação viscosa de momento angular.
- iii) Camada de interface quente (responsável pelo excesso de ultravioleta e linhas de emissão), resultante do atrito do disco com a estrela.

## I.2 Velamento em ETT

Atualmente acredita-se que a emissão luminosa da camada de fronteira decorrente do acréscimo de matéria em ETTC, e a intensa atividade cromosférica verificada nestas estrelas, sejam responsáveis pela atenuação de seu espectro.

Esta atenuação do espectro fotosférico já havia sido notada por Joy em 1945, e as primeiras publicações que surgiram sobre o assunto deram visões tendenciosas da realidade espectral das ETT. Nestas publicações, o espectro das ETT consiste de um contínuo com linhas de emissão em superposição, e algumas poucas linhas de absorção fotosféricas. Estes resultados levaram a sugerir que as linhas em absorção não eram observadas porque as numerosas e intensas linhas de emissão varriam as primeiras. Strom (1983) mostrou que este fenômeno seria possível se a estrela tivesse uma região circunstelar formada por gases a uma alta temperatura ( $\sim 20.000$  K). Sabe-se hoje que isto não é verdade. Tanto Strom como os demais pesquisadores basearam seus trabalhos em espectros de baixa resolução, realçando portanto, os perfis em emissão.

Ao estudar um espectro de alta resolução de uma ETT, percebe-se que ele consiste basicamente de uma grande quantidade de linhas de absorção fotosféricas, e um nível de contínuo cuja boa ou má definição vai depender da relação sinal-ruído da região em estudo. Estas linhas de absorção são geralmente mais fracas que as correspondentes em estrelas de mesma temperatura efetiva. Este fenômeno recebe na literatura a denominação de velamento, e pode alcançar em algumas ETT dimensão suficiente para tornar linhas de absorção fotosféricas não perceptíveis em espectros de baixa resolução. Estas estrelas recebem a classificação CONT.

Cumpra aqui tornar claras as idéias relativas a velamento. O termo velamento refere-se, na verdade, a dois fenômenos distintos:

a) Velamento seletivo (diferenciado) de linhas espectrais como conseqüência de atividade estelar (Linsky et al. 1979);

b) Emissão de um excesso do fluxo contínuo em relação ao esperado para uma estrela de mesmo tipo espectral (velamento contínuo). O contínuo (neste caso não fotosférico) cobre toda a faixa óptica visível, porém é particularmente mais intenso no azul, resultando que muitas ETT exibem um excesso no ultravioleta (Hartigan et al. 1989,1991), (Basri & Batalha 1990).

### I.3 Métodos de Avaliação de velamento

A quantidade e a forma do velamento no espectro é importante tanto para a construção de um modelo cromosférico, como para a construção de um modelo de disco de acréscimo, o que significa dizer que o estudo da atividade estelar em ETT passa necessariamente pelo conhecimento do fenômeno dito velamento.

Num modelo de disco circundante de acréscimo, o fluxo do velamento origina-se da camada de interface, e a energia liberada fornece indicações para a taxa de acréscimo de massa. Além disso, a forma ou comportamento do velamento ao longo do espectro, permite determinarmos a temperatura de emissão que, por sua vez, pode ser usada para inferir a extensão da camada de interface. A quantidade de velamento pode levar também, à distribuição de temperatura na cromosfera das ETT.

Na literatura atual existem dois métodos para separar o velamento contínuo (frequentemente encontrado nas ETT) dos espectros fotosféricos. Tais métodos estão detalhadamente descritos em (Hartigan et al. 1989,1991) - doravante método de Hartigan - e (Basri & Batalha 1990).

O método de Hartigan assume o espectro das ETT como uma fotosfera estelar normal acrescida de um contínuo de variação suave. Esta variação em relação ao comprimento de onda fornece o espectro da componente contínua do velamento. Os autores dão ainda especial atenção ao ajuste do modelo, feito com o método de  $\chi^2$ . Este método funcionou bem para os

espectros com boa razão sinal-ruído. Entretanto, para ruídos maiores, o método forneceu um velamento em geral, menor que o esperado. A razão disto é que no método de  $\chi^2$ , comparou-se setores do espectro que contêm linhas e também contínuo. Diante deste quadro, e do fato de nossos espectros apresentarem uma razão sinal-ruído em torno de 30, não optamos por este método.

Basri & Batalha (1990) discutem detalhadamente as implicações de seu método e comparando seus resultados com os obtidos pelo método de Hartigan chegam a conclusão de que para os espectros disponíveis, (os mesmos utilizados em nosso trabalho), a baixa relação sinal-ruído ( $\sim 30$ ) pode mascarar de maneira profunda o velamento no método apresentado por Hartigan. Baseado neste problema, Basri & Batalha (1990) utilizaram dois métodos na tentativa de minimizá-lo.

1) O primeiro é baseado na função de auto-correlação para a estrela de estudo e a estrela de referência.

2) O segundo está fundamentado numa detalhada comparação de linhas de absorção cuidadosamente escolhidas.

Verificou-se que o primeiro método torna-se menos confiável quando o ruído do contínuo é comparável à profundidade das linhas (fato freqüente em espectros altamente velados), fornecendo neste caso, velamentos com valores inferiores ao esperado, uma vez que o ruído pode ser interpretado como sinal. Por fim Basri & Batalha concluem que para  $\lambda < 6500\text{\AA}$  e um sinal-ruído  $> 40$ , este é um método bom para velamentos superiores a 3.

Para minimizar os problemas verificados no primeiro método, implementou-se um segundo baseado na comparação direta das intensidades de linhas selecionadas na estrela de comparação e nas ETT. Enquanto o primeiro método fornece estimativas para o valor do velamento médio de uma dada ordem, o segundo trabalha com linhas individuais em janelas de aproximadamente  $2\text{\AA}$  em torno do centro da linha em estudo. Após criteriosa seleção de linhas, Basri & Batalha (1990) normalizaram as regiões vizinhas às linhas e deduziram o velamento para cada uma delas. Neste método, o velamento de uma dada linha foi obtido quando o centro da absorção desta, tanto na estrela de referência, como na ETT, coincidiem

numa superposição das linhas normalizadas. Os autores informam ainda que para espectros de relação sinal-ruído alta, a profundidade da linha tende a ser superestimada, uma vez que há tendência em selecionar pontos altos para o contínuo, e pontos baixos para o centro de uma linha. Neste caso, o velamento é subestimado.

Para o nosso trabalho, o método empregado trata-se de uma versão do utilizado por Basri & Batalha. Entretanto, em vez de tratarmos com contínuos construídos linha a linha, optamos pela construção de contínuos locais, cobrindo uma região de aproximadamente  $20\text{\AA}$ , diminuindo portanto, razoavelmente o trabalho. Deve-se notar, que um dos objetivos deste trabalho (conforme veremos na seção seguinte), a obtenção dos espectros de razão exige a construção de um contínuo extenso, sem dúvida, bem maior que o construído linha a linha. Pareceu-nos portanto, desnecessário (pelo menos para um projeto de iniciação científica) a adoção de um contínuo individualizado para cada linha estudada, para a obtenção do velamento e a construção posterior de um contínuo para uma região maior levando aos espectros de razão.

Estabelecidos os contínuos para cada ordem espectral ( $\sim 30\text{\AA}$ ), efetuou-se a superposição dos espectros e por fim, aferiu-se o velamento contínuo médio das ordens. Maiores detalhes serão descritos no capítulo III e os resultados para os velamentos calculados pelo nosso método, encontram-se no capítulo IV.

## I.5 Objetivos

Este trabalho visa numa primeira etapa, o estudo do comportamento da componente contínua do velamento em estrela T Tauri, na região compreendida entre  $4000\text{\AA}$  e  $5000\text{\AA}$ . Estamos deste modo, interessados no estudo da componente azul do velamento contínuo,

originada da camada de interface. Numa segunda etapa, como produto deste estudo, fornecemos uma tabela com as linhas sujeitas ao velamento seletivo, sendo tais linhas, prováveis indicadoras de atividade cromosférica.

Tais objetivos levaram necessariamente à investigação detalhada da região espectral envolvida, implicando portanto em estudar se a estrela de referência pode ser de fato tratada como uma estrela T Tauri desvelada. E mais ainda, procurou-se averiguar sobre a possibilidade de separar os dois tipos de velamentos discutidos anteriormente, o contínuo e o seletivo.

Para estes fins, o método básico de trabalho consistiu em retirar o excesso observado nos espectros das ETTC que seja fruto do velamento contínuo, tornando evidente apenas, variações no fluxo estelar decorrentes de atividades tipicamente cromosféricas, como é o caso das manchas estelares.

No capítulo II apresentamos as observações, com um breve detalhamento de seus processos de redução e dados correlatos. No capítulo III, o método de trabalho é apresentado, com os detalhes sobre a avaliação do velamento e identificação de linhas sujeitas à atividade cromosférica discutidos nas seções 2 e 3. O capítulo IV é dedicado à apresentação dos resultados, por fim no capítulo V, apresentamos as conclusões.

## II DADOS OBSERVACIONAIS

As estrelas observadas neste trabalho fazem parte de uma amostra das ETT mais brilhantes na região Taurus-Auriga. A estrela de comparação utilizada foi VA 404, que é uma anã do aglomerado das Hyades que apresenta idade e metalicidade semelhante às encontradas nas estrelas TTauri.

Os espectros de alta resolução utilizados ( $R \sim 30.000$ ) foram obtidos no Espectrógrafo Hamilton de tipo Echelle acoplado ao foco coudé do Telescópio Shane de 3m em Mount Hamilton no Observatório Lick localizado nos Estados Unidos. Foi usado um detetor CCD TI  $800 \times 800$ . Uma descrição mais detalha do instrumental utilizado pode ser encontrada em Vogt (1987).

O tempo de exposição médio das observações foi de 4000s, propiciando uma relação sinal-ruído de aproximadamente 30. Os espectros foram reduzidos na Universidade da Califórnia, em Berkeley, onde sofreram também correção para velocidade radial a fim de que fossem deslocados para um padrão de repouso - o Sol, possibilitando uma identificação acurada das linhas espectrais via comparação com o espectro solar.

A redução dos espectros foi feita usando um pacote de sub-rotinas em linguagem ANA, seguindo o método padrão de redução que consistiu basicamente numa exposição de luz branca de quartzo sobre o espectro obtido, e execução de *flat field* após a subtração do fundo de céu. Um maior detalhamento do método pode ser encontrado em Basri, Wilcots & Stout (1989).

As velocidades de rotação adotadas neste trabalho foram as obtidas por Hartmann et al. (1986) e Bouvier et al. (1986). O primeiro valeu-se da análise de correlação para obter as velocidades rotacionais. Em Bouvier et al. entretanto, encontramos uma descrição da aplicabilidade de três técnicas: análise de Fourier e a correlação cruzada, que levam

à determinação de  $v_{seni}$ , e o monitoramento fotométrico que leva à velocidade equatorial verdadeira no caso de estrelas que apresentam uma distribuição não homogênea de brilho superficial, que é o caso até onde se sabe, de grande parte das estrelas tauri (Bouvier & Bertout, 1989). Erros típicos para as velocidades rotacionais encontram-se na faixa dos 4 Km/s em média. Por fim, os tipos espectrais foram calibrados com estrelas de seqüência principal bem estudadas (Basri & Batalha, 1990).

A Tabela 1 apresenta os dados das estrelas T Tauri observadas, e os da estrela de comparação utilizada, seus  $\alpha$  e  $\delta$ ,  $v_{seni}$ , tipos espectrais e as datas em que foram realizadas as observações .

Tabela 1

Dados gerais da amostra

ESTRELA	$\alpha_{1950}$ h m s	$\delta_{1950}$ o ' "	$V_{seni}$ (km/s)	Tipo Espectral	Data Observação
AA Tau	04 31 54	+24 22	10	M0	23/10/86
BP Tau	04 16 09	+28 59	<10	K7	21/12/89
VA 404	04 23 54	+12 34		K7V	20/12/89

### III METODOLOGIA

#### III.1 Introdução

Para atingir nosso primeiro objetivo, ou seja, estimar o velamento contínuo de duas estrelas TTauri ao longo da região espectral compreendida entre 4000 e 5000Å, devemos estar atentos a dois fatores que influenciam de maneira decisiva nossos resultados, e que portanto, devem ser levados em consideração quando da análise dos resultados. São eles:

- a) Nossos cálculos estão baseados na suposição de que as atmosferas das estrelas de estudo são similares a da estrela de referência. Tal suposição está fundamentada na semelhança entre as fotosféras das ETT e a das anãs da sequência principal (Finkenzeller & Basri, 1987) e na semelhança entre seus espectros ópticos (Hartigan et al. 1989,1990, Basri & Batalha 1990).
- b) As abundâncias das estrelas T Tauri não são rigorosamente iguais às encontradas na estrela de referência associada. A diferença das abundâncias é de difícil avaliação em vista das dificuldades na obtenção de cálculos precisos. As diferenças mencionadas são esperadas pelo fato das ETT serem formadas a partir de um gás já bastante enriquecido pela geração de outras estrelas.

O primeiro item reflete o fato de que a estrela de referência pertence ao aglomerado das Hyades, sabidamente jovem, (Basinska-Grzesik & Mayor 1977) e as ETT de estudo encontram-se ainda associadas à nebulosidades, supostas de formação estelar, ressaltando uma juventude e estágios evolutivos próximos ao da estrela de referência.

Já o segundo item é mais crítico. As diferenças em metalicidade estão relacionadas basicamente com o meio gerador de estrelas, o qual pode ser enriquecido de várias maneiras, explosão de supernova, movimentos pulsacionais de gigantes e supergigantes responsáveis

pela ejeção de material na forma de envoltórios, e até mesmo pela passagem de nuvens e complexos moleculares gigantes que podem contribuir para o enriquecimento final. Assim vemos que o fator metalicidade está intimamente relacionado com a memória dinâmica e morfológica do meio interestelar progenitor. Assim é natural que encontremos diferenças (embora estas não sejam críticas) nas metalicidades da estrela de referência e das estrelas T Tauri de estudo. Um efeito prático resultante de maior abundância de metal na estrela T Tauri, é o de subestimarmos o velamento, em virtude das linhas espectrais aparecerem mais profundas nas estrelas mais ricas em metais.

### III.2 Calibração dos Espectros

Inicialmente, para cada ordem procurou-se identificar acuradamente uma boa quantidade de linhas via comparação com o espectro solar (Moore et al. 1966). Deu-se preferência pela identificação de linhas metálicas de ferro uma vez ionizado, de alto potencial, pelos motivos que serão expostos mais adiante. Entretanto, algumas linhas de outros metais foram identificadas quando a região era de difícil identificação ou portadora de poucas linhas de FeI com condições ideais de trabalho. Entende-se aqui por linhas com condições ideais de trabalho, as acuradamente identificadas e que se encaixem nas exigências do método a serem descritas na seção III.4. Com este procedimento, iniciamos um estudo mais aprofundado da região espectral coberta ( $4000\text{\AA} - 5000\text{\AA}$ ), ao mesmo tempo em que obtivemos a dispersão de cada ordem espectral estudada.

Durante este procedimento, verificou-se em algumas ordens a presença de pixels com emissão muito intensa. Tal efeito, em geral, é associado a raios cósmicos ou, simplesmente, a pixel defeituoso. Claro está que neste caso, tais suposições são levantadas apenas quando possuímos bons motivos para crer que tal perfil não se trata, de fato, de uma verdadeira linha em emissão. Para este trabalho, o critério definidor baseou-se nas linhas clássicas indicadoras de atividade cromosférica. A hipótese de pixel defeituoso pareceu mais factível para as ordens

onde verificou-se tal fenômeno uma vez que a apresentação do perfil intenso não apresentava a forma característica de uma linha e principalmente, sua posição manteve-se constante ao longo destas ordens para uma das observações da BPtau. Para facilitar o trabalho nestas ordens, fez-se uso de uma sub-rotina do IRAF\* que permite retirar, ou atenuar a contribuição do pixel defeituoso, estabelecendo para este, um fluxo próximo ao contínuo vizinho. Para evitar a inclusão de erros mais adiante, optamos por ignorar a região vizinha a pixel defeituoso.

### III.3 Ajuste do Contínuo e Correção para Velocidade Rotacional

O passo seguinte envolveu o ajuste do contínuo que foi feito nos espectros das ETT e das estrelas de referência para cada ordem espectral, que girou em torno de  $30\text{Å}$ . Este passo foi executado fazendo uso de um programa do IRAF que trabalha ajustando polinômios de qualquer grau, de modo a passar por regiões pré-selecionadas do espectro. A seleção das regiões é feita pelo pesquisador, e a sub-rotina se encarrega de fazer a média das contagens mais elevadas nestas regiões, definindo então os pontos do contínuo. No ato da média, são excluídos pontos com linhas de emissão, raios cósmicos, bem como pixels defeituosos. Além disso, a sub-rotina fornece também os pontos rejeitados na operação de ajuste. A boa determinação do contínuo é de importância para o nosso trabalho, uma vez que se faz necessário que os espectros da T Tauri e da padrão estejam normalizados à unidade conforme veremos adiante. A Figura 1 ilustra a saída do contínuo fornecida pelo IRAF.

Em adição, efetuou-se a determinação de três níveis de contínuo com a finalidade de aferir a influência destes no aspecto dos espectros de razão e, em última análise, sua influência na definição de linhas indicadoras de atividade cromosférica (a ser explicado na seção III.5). O teste foi feito em algumas ordens e verificou-se poucas mudanças no aspecto dos espectros

---

\* Image Reduction and Analysis Facility - um conjunto de programas desenvolvidos com a finalidade de propiciar um tratamento de imagens de maneira prática e eficiente

de razão que apresentaram variações médias dos picos mais intensos em torno de 0.2. Deve-se entender que este valor não possui unidades, uma vez que em nosso trabalho, o espectro de razão é uma divisão de espectros normalizados (ver também a seção III.5). Diante deste quadro, trabalhamos com um único contínuo certos de sua eficácia, tendo apenas o cuidado de no momento do traçado do contínuo, escolher nos espectros da TTauri e da estrela de referência, os mesmos pontos para a definição do polinômio interpolador.

Levou-se também em consideração os efeitos da rotação estelar sobre os espectros. As linhas espectrais são fortemente afetadas em diferentes graus pelo desvio doppler da luz originada de diferentes pontos da superfície estelar. Os diferentes níveis de influência da rotação estelar são determinados pela orientação do eixo de rotação da estrela, relativo à linha de visada.

A estrela AA tau, apresenta uma velocidade  $v_{\text{sen } i}$  em torno de 10 km/s, que em consequência, provoca um alargamento das linhas espectrais. Para corrigir tal efeito, fazemos uso de um outro programa do IRAF que convolui uma dada imagem com uma curva gaussiana elíptica. Com este procedimento, provocamos uma rotação artificial na estrela de referência a fim de que seu espectro sofra um alargamento das linhas consistente com a velocidade rotacional de 10 km/s. Como ilustração, a Figura 2 mostra o espectro da estrela de referência (tracejado) convoluído rotacionalmente para 10 km/s superposto ao seu espectro original (linha cheia). Fica nítido que a rotação provoca um alargamento e achatamento das linhas (mantendo, porém, a largura equivalente constante).

Por outro lado, a correção de velocidade não foi feita para BP Tau pois esta apresenta uma velocidade rotacional inferior a 10 km/s (Basri & Batalha 1990), valor este que julgamos – para a resolução e o sinal-ruído dos nossos espectros – ser limite superior a partir do qual consequências do efeito doppler tornam-se importantes. Adiciona-se ainda, o fato de não haver sido registrado alargamento rotacional mensurável na estrela BPtau em trabalho anterior (Hartmann et al. 1986).

### III.4 Avaliação do Velamento

O passo seguinte nos levou à determinação do velamento contínuo. Antes de prosseguirmos no detalhamento do método, convém fazer um breve estudo a cerca do comportamento de uma linha sob influência de velamento contínuo cuja origem procurou-se esclarecer na introdução deste trabalho. Para atingir este objetivo, devemos buscar a definição de um parâmetro fundamental na astrofísica estelar, a largura equivalente. A largura equivalente ( $W$ ) de uma linha representa a medida de absorção total desta linha, sendo definida da seguinte maneira:

$$W = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (1)$$

onde  $F_c$  é o fluxo do contínuo e  $F_\lambda$  o fluxo medido para a linha espectral num determinado comprimento de onda  $\lambda$ .

Se pensamos que o fluxo do excesso do contínuo (velamento contínuo) -  $F_o$  é uma fração do contínuo fotosférico, podemos escrever:

$$F_o = \alpha F_c. \quad (2)$$

A definição (1) terá uma correspondente para uma linha velada:

$$W_o = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F'_c - F'_\lambda}{F'_c} d\lambda \quad (3)$$

onde  $W_o$  representa a largura equivalente de uma linha sob influência de velamento contínuo e  $F'_c$  e  $F'_\lambda$  representam respectivamente, o fluxo do contínuo e o fluxo da linha, ambos também, sob efeito de velamento contínuo. De (2) obtemos que

$$F'_c = F_c + F_o = F_c(1 + \alpha)$$

e

$$F'_\lambda = F_\lambda + F_o = F_\lambda + \alpha F_c$$

levando a

$$W_o = \int \frac{F_c(1 + \alpha) - F_\lambda - \alpha F_c}{F_c(1 + \alpha)} d\lambda.$$

Com a hipótese de que  $\alpha$  seja constante num pequeno intervalo de comprimentos de onda, obtemos:

$$W_o = \left( \frac{1}{1 + \alpha} \right) \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda$$

que é idêntico a

$$W_o = \left( \frac{1}{1 + \alpha} \right) W. \quad (4)$$

A expressão (4) nos leva a concluir que o velamento contínuo provoca uma diminuição da largura equivalente das linhas espectrais.

Verificou-se que este resultado é verdadeiro para uma faixa espectral que se estende do ótico ao ultravioleta. Além disso, verificou-se também que este fenômeno ocorre em diferentes graus numa mesma estrela, de acordo com a região espectral. Sabe-se ao menos, que na BP Tau e AAtau, objetos de nosso estudo, a tendência é que o valor do velamento contínuo aumente em direção ao azul (Hartigan et al. 1991, Basri & Batalha 1990).

A relação entre o espectro de uma ETT desvelada ( $ETT_D$ ) e o espectro da ETT, lembrando que os mesmos encontram-se normalizados, é dada por (Basri & Batalha 1990):

$$ETT_D = (1 + \alpha)ETT - \alpha \quad (5)$$

que será aqui chamada fórmula de desvelamento.

Daremos agora prosseguimento à descrição do método empregado para a determinação do velamento contínuo. Para tanto, faz-se uso de método visual que consiste da superposição do espectro normalizado da estrela de estudo com o da estrela de referência, impondo sucessivos valores para a constante de velamento através da fórmula de desvelamento de uma estrela T Tauri. Tal superposição compreendeu uma janela de aproximadamente  $30\text{\AA}$  onde apenas uma certa quantidade de linhas que variava de ordem para ordem, era utilizada para o cálculo de velamento contínuo. A escolha destas linhas foi pautada na análise de quatro critérios:

- 1) Potencial de excitação alto.
- 2) Largura equivalente alta.
- 3) Profundidade das linhas.
- 4) Superposição de linhas (*blending*).

O primeiro critério é uma consequência de nosso objetivo. Uma vez que queremos subtrair do espectro da estrela TTauri o efeito do velamento contínuo, para realçar posteriormente as linhas que sejam afetadas pela cromosfera, ou seja, linhas afetadas pelo fenômeno de velamento seletivo, devemos trabalhar com linhas que certamente foram formadas a grandes profundidades e que, portanto, não sofram contribuição dos fenômenos cromosféricos. Para isso, devemos selecionar as linhas de maior potencial já que estas devem necessariamente ser formadas nas camadas mais internas da fotosfera. Esta necessidade é uma consequência do

fato de que nas porções fotosféricas mais internas, as temperaturas são mais elevadas, sendo portanto, eficiente a excitação das linhas de alto potencial de excitação .

É interessante fazer aqui uma observação . Formalmente, a única maneira de sabermos onde uma linha está sendo formada exige a adoção de um modelo atmosférico apropriado às estrelas em estudo, no qual os efeitos de uma cromosfera certamente deverão ser levados em conta. Após calcularmos a formação das linhas nesse modelo, o procedimento é completado com o computar da função de contribuição , que diz em última análise o quanto do fluxo contínuo está sendo absorvido a cada profundidade óptica. Tal procedimento está acima dos objetivos deste trabalho e será nesta análise, descartado.

Voltando à linha de raciocínio anterior, terminamos dizendo que as linhas dotadas de potencial mais baixo certamente sofrem contribuição das camadas mais externas da estrela (mais frias) e portanto, mais próximas da cromosfera. Assim, evitamos as linhas de baixo potencial de excitação , na expectativa de pelo menos atenuar os efeitos da cromosfera.

O segundo e terceiro critérios são interligados pelos fenômeno de preenchimento seletivo cujo efeito é o de tornar menos profunda a linha espectral. A razão disto é que linhas profundas são provavelmente formadas numa porção geométrica significativa da estrela, desde a fotosfera profunda onde o contínuo é formado, até o fim da fotosfera, que é a região onde a cromosfera começa a aparecer. Por toda esta extensão que liga a fotosfera profunda à cromosfera, há uma alta quantidade de absorções que determinam a profundidade das linhas. Assim buscamos linhas que não sejam profundas. O mesmo pensamento é válido para a largura equivalente. Uma linha com alta largura equivalente provavelmente possui preenchimento cromosférico.

Linhas em forte superposição foram evitadas, pois afetam a profundidade das linhas e portanto a determinação do velamento contínuo.

Tendo em mente os critérios mencionados, o trabalho de justaposição dos espectros das ETT com os da estrela de referência foi feito nas ordens correspondentes as faixas espectrais mostradas nos espectros de razão no capítulo IV. A região espectral coberta não raro apresenta linhas em superposição , às vezes de maneira muito intensa, bem como perfis em emissão

típicos das ETT. Como resultado, usamos para o cálculo do velamento, em média, 5 linhas em cada ordem, quantidade que julgamos razoável para nossos fins uma vez que confiamos nos critérios usados para sua escolha.

Tendo-se identificado as linhas que se encaixam aos quesitos acima mencionados, aplicamos diferentes valores para a constante de velamento ( $\alpha$ ), e guardamos o valor que provocava o melhor ajuste para cada linha separadamente. Ou seja, fixando as idéias, utilizamos a fórmula de desvelamento no espectro normalizado da ETT e depois fizemos a superposição deste com o espectro da estrela de referência. Para uma dada linha selecionada na ETT, quando seu centro coincidia com o centro da mesma linha na estrela de referência, tínhamos calculado o velamento desta linha. O velamento para cada ordem foi definido como a média dos valores obtidos em cada linha. Os valores médios podem ser vistos nos gráficos de velamento das figuras 6 e 7 no capítulo IV.

Uma vez que o valor do velamento é uma média de valores avaliados para linhas separadamente, fica nítido que ao desvelarmos o espectro da ETT com a constante de velamento calculada, algumas linhas necessariamente estarão mais ou menos preenchidas do que outras. O aspecto típico da superposição do espectro da estrela de referência (linha cheia) com uma ETT desvelada (linha tracejada) está mostrado na Figura 3.

Ao todo, cobrimos a região espectral proposta com cerca de 80 linhas metálicas, sendo a grande maioria Fe neutro. Algumas linhas de CrI e NiI estão também presentes, além de outros elementos em menor quantidade.

Algumas ordens não foram usadas pois nestas a relação sinal-ruído mostrou-se inviável para nossos propósitos. É verdade também que ao trabalharmos com estrelas de luminosidade intrinsecamente baixa como é o caso, este problema torna-se mais pronunciado.

Tendo sido calculados os valores da constante de velamento para as várias ordens, o passo seguinte foi a obtenção dos espectros de razão com a posterior identificação das linhas sujeitas ao preenchimento seletivo.

### III.5 Espéctros de Razão e Linhas Indicadoras

A técnica que inicialmente utilizamos nesta fase, é denominada análise diferencial e envolve a comparação da estrela de estudo com uma similar de referência. A análise diferencial emprega espectros de razão ou de diferença, e tem sido utilizada para o estudo da atividade no Sol (Giampapa et al. 1979, Labonte 1986,) e da atividade em anãs K (Basri, Wilcots & Stout, 1989).

A análise pelo espectro de diferença exige a normalização dos espectros das estrelas TTauri e o da estrela de referência. Já a análise via espectro de razão não possui este tipo de exigência. Os espectros de razão que obtemos e estão mostrados no capítulo IV, são resultado da divisão do espéctro normalizado de uma estrela T Tauri já corrigido para o velamento contínuo (cálculo mostrado na seção anterior) pelo espéctro normalizado da estrela de referência. Um perfil em absorção no espéctro da ETT perturbado pelo fenômeno de velamento, será menos profundo que o perfil desta mesma linha no espectro da estrela de referência. Isto pode ser verificado na Figura 4. Nesta figura está mostrada uma região espectral das estrelas AAtau, BPtau e da estrela de referência, com um desvio arbitrário no eixo vertical para melhor clareza. Fica nítida a variação da profundidade das linhas ao longo da região, de uma estrela para outra. Fica claro nesta figura que a estrela de referência apresenta as linhas mais profundas (dando conta de que de fato estamos observando a fotosfera estelar) e que a BPtau apresenta os perfis mais *achatados*, dando conta de um maior preenchimento das linhas e portanto, de um velamento contínuo mais intenso. Fato este, confirmado no gráfico de velamento no capítulo 4.

O espectro resultante na análise diferencial (tanto razão como diferença) irá mostrar emissões virtuais que corresponderão às linhas que sofrem maior influência do preenchimento seletivo (velamento diferenciado) (Basri et al. 1989).

O fato de trabalharmos com espectros de razão utilizando espectros normalizados merece uma dupla explicação . Em primeiro lugar, lembramos que o objetivo final deste trabalho é a identificação de linhas sujeitas ao preenchimento seletivo, sem a preocupação no

entanto, de efetuar investigações de caráter qualitativo sobre tais linhas como fizeram Basri et al. (1989) para o caso de estrelas pré-sequência principal, justificando portanto o uso de espectros de razão. A normalização por sua vez, se faz necessária quando da avaliação do velamento de cada ordem, fazendo uso da fórmula de desvelamento, que requer espectros normalizados.

Para que o método de análise aqui empregado seja de fato frutífero, faz-se necessário que as características do espectro de razão reflitam somente diferenças entre os níveis de atividade da estrela de comparação e os da estrela dita de estudo.

A escolha da estrela de comparação para este fim, torna-se de fundamental importância.

Como mencionamos na introdução deste capítulo, a hipótese inicial de trabalho é a de que a atmosfera da ETT em estudo guarda semelhança com a da atmosfera da estrela de referência. Sabe-se por meio de fotometria de manchas, que as ETT possuem um campo magnético superficial muito mais intenso do que o do Sol. Ao mesmo tempo, sabe-se que as ETT são jovens e portanto a princípio, devem ser mais ricas em metal do que as estrelas do grupo local. Além disso, o espectro típico de uma ETT sugere que esta seja da classe das anãs. A estrela de referência que utilizamos foi como já dissemos, uma anã do aglomerado das Hyades que são jovens, ativas magneticamente e ricas em metais. Vale salientar estrelas do aglomerado das Hyades já foram usadas anteriormente como estrelas de referência num estudo do velamento da estrela B $\tau$  (Hartigan et al. 1989). Acreditamos portanto, que tais semelhanças venham a fornecer resultados satisfatórios.

Tendo tudo isto em mente, o procedimento para a obtenção dos espectros de razão foi o seguinte:

a) Usamos o valor médio da constante de velamento para desvelar o espectro normalizado da ETT na ordem de trabalho. Ou seja, estamos subtraindo a influência do velamento contínuo, fazendo uso da fórmula de desvelamento.

b) A seguir, dividiu-se o espectro normalizado da ETT pelo espectro normalizado da estrela de referência na ordem correspondente à da ETT.

A Figura 5 exibe o espectro desvelado da AAtau (tracejado) normalizado, superposto ao da estrela de referência (linha cheia) também normalizado, e logo abaixo, o espectro de razão resultante.

Na fase seguinte, identificamos as linhas indicadoras de atividade cromosférica, estabelecendo que tais linhas deveriam obedecer aos seguintes critérios:

- Intensidade da pseudo-linha no espectro normalizado deve ser maior do que duas vezes a amplitude do ruído na região.
- As linhas indicadoras devem aparecer com a condição acima tanto na AA Tau como na BP Tau.

Com todo o procedimento descrito até o momento, retiramos dos perfis das linhas espectrais efeitos do velamento contínuo, que como vimos, em algumas ETT, recobrem praticamente todo o espectro. Este efeito que é caracterizado aqui pela constante de velamento ( $\alpha$ ), ao ser retirado, nos assegura que no momento da razão dos espectros, toda linha evidenciada com perfil em emissão seja originada especificamente de fenômenos não fotosféricos (que respondem pelo velamento diferenciado das linhas) permitindo em última análise, identificar linhas que possam orientar pesquisas futuras na área de atividade estelar em ETT.

Na tabela 2 do capítulo IV, fornecemos as linhas sujeitas ao velamento diferenciado, bem como seus potenciais de excitação .

Figura 1

NOAO/IRAF V2.10EXPORT pereira@galileo Sun 01:56:48 28-Feb-93  
func=spline3, order=1, low\_rej=2, high\_rej=0, niterate=10, grow=1  
total=390, sample=26, rejected=4, deleted=0, RMS= 14.51  
st38120.imh, line = 1

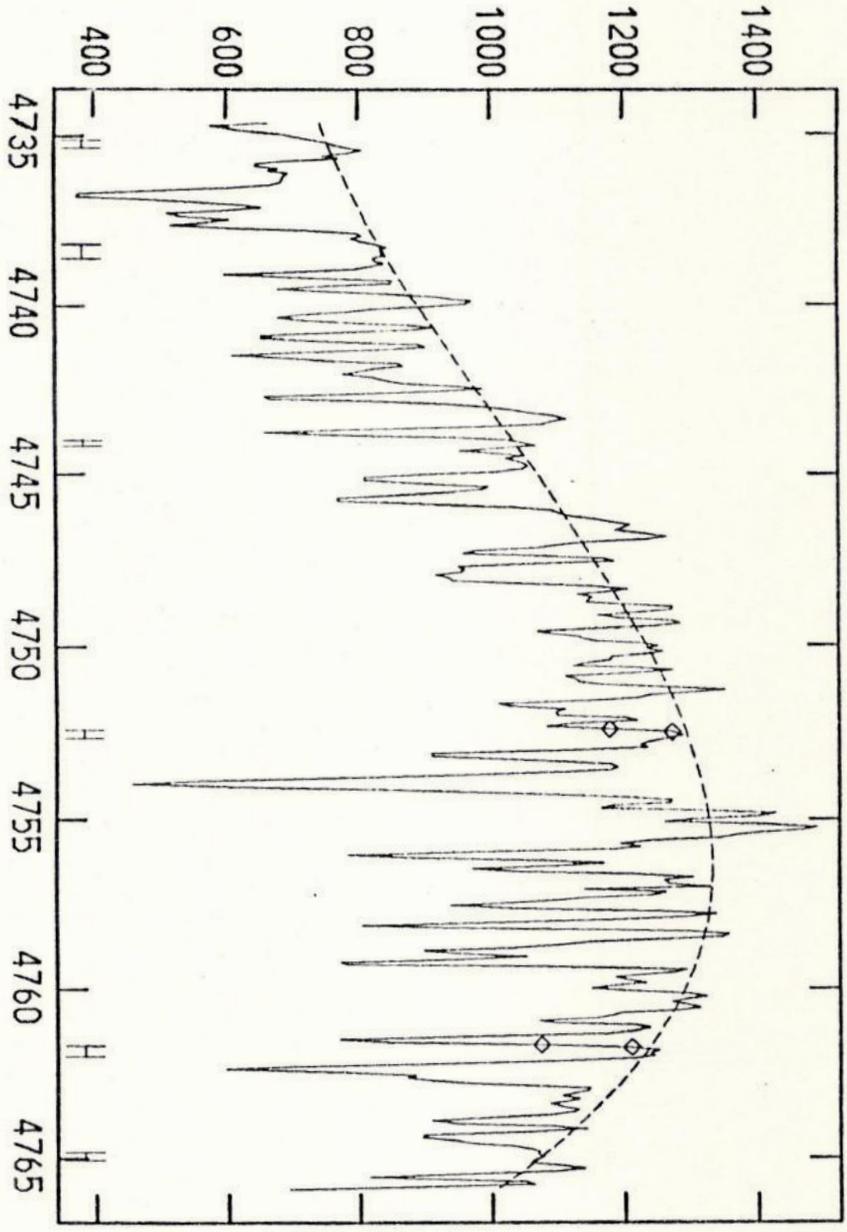


Figura 2

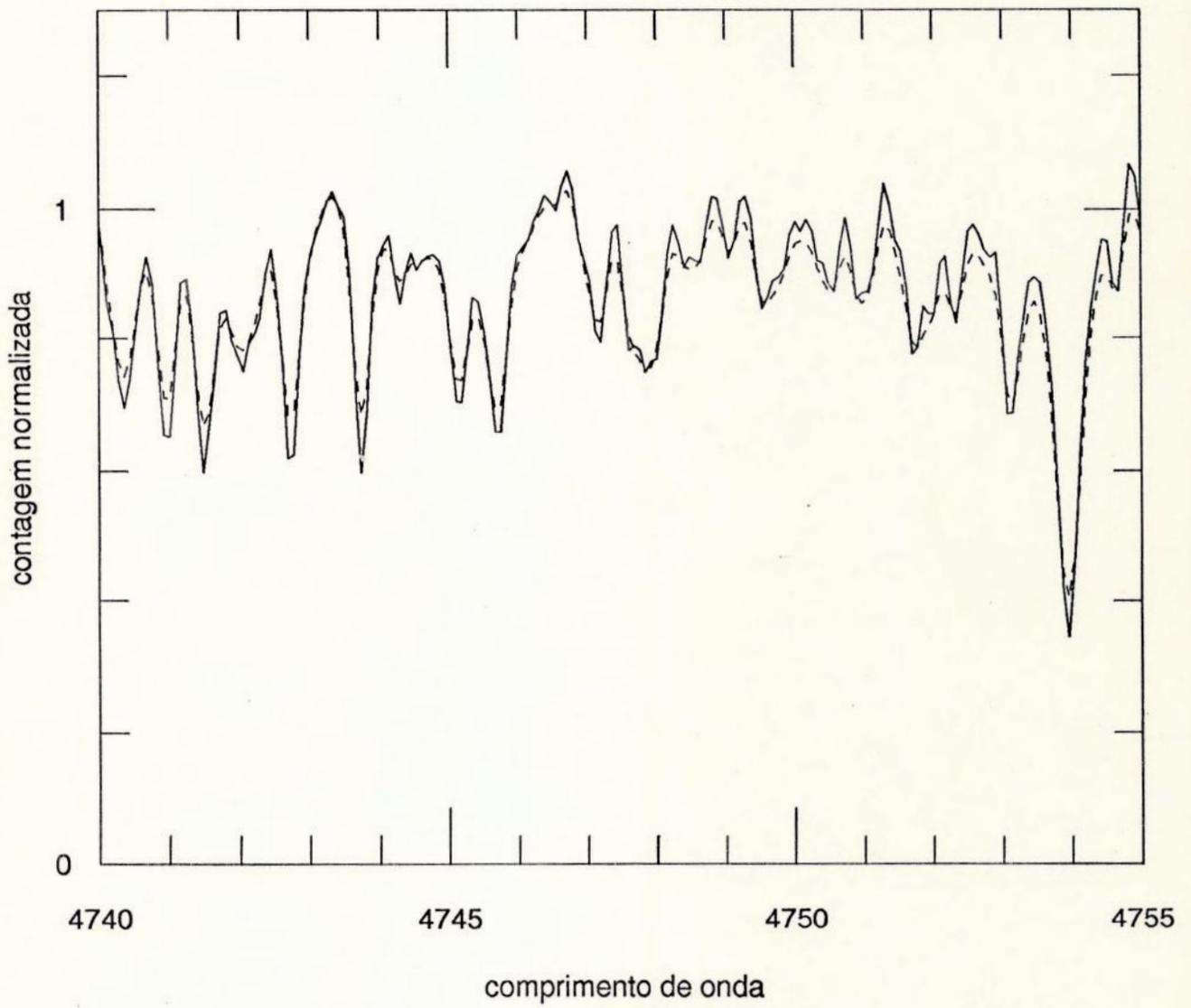


Figura 3

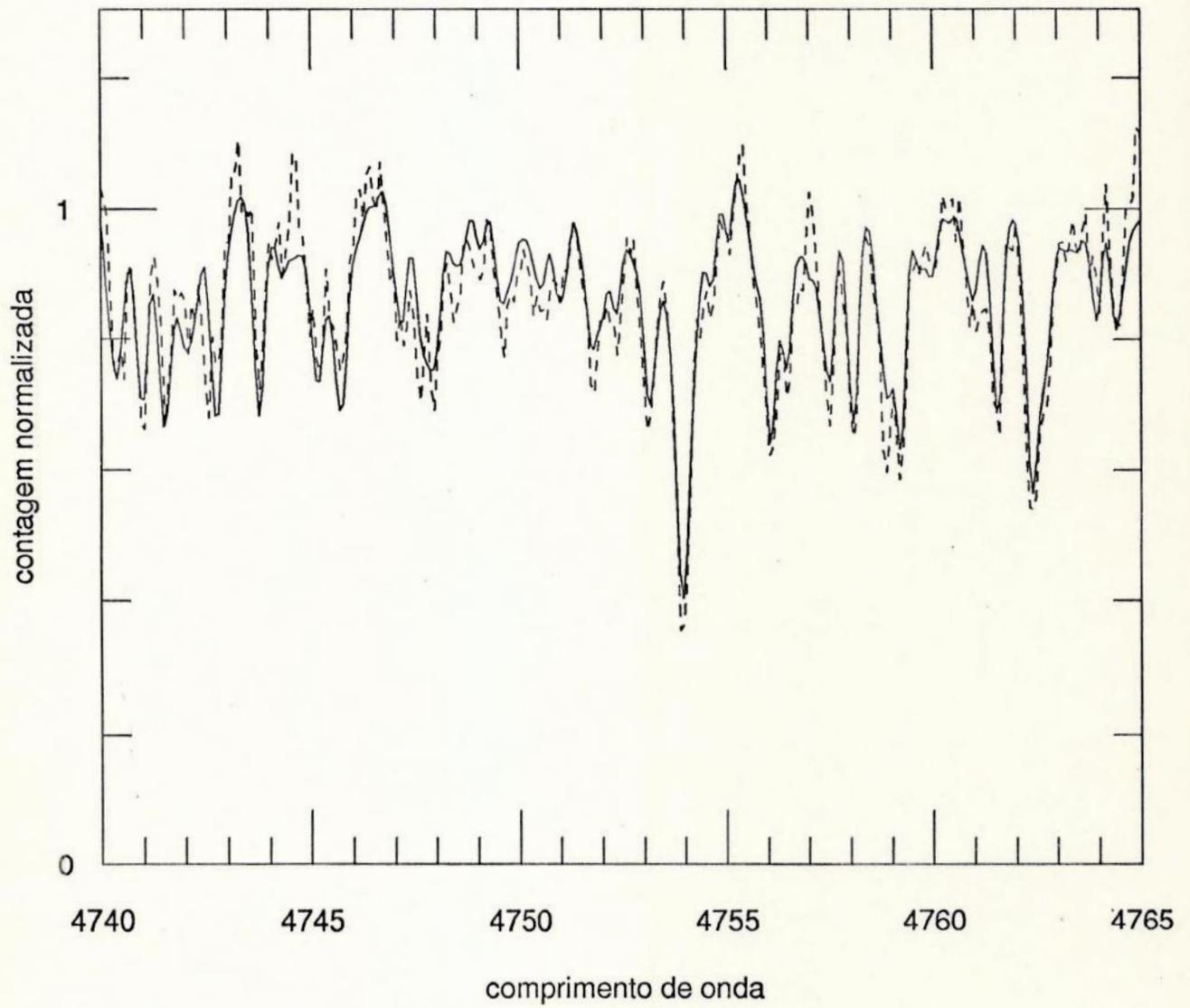


Figura 4

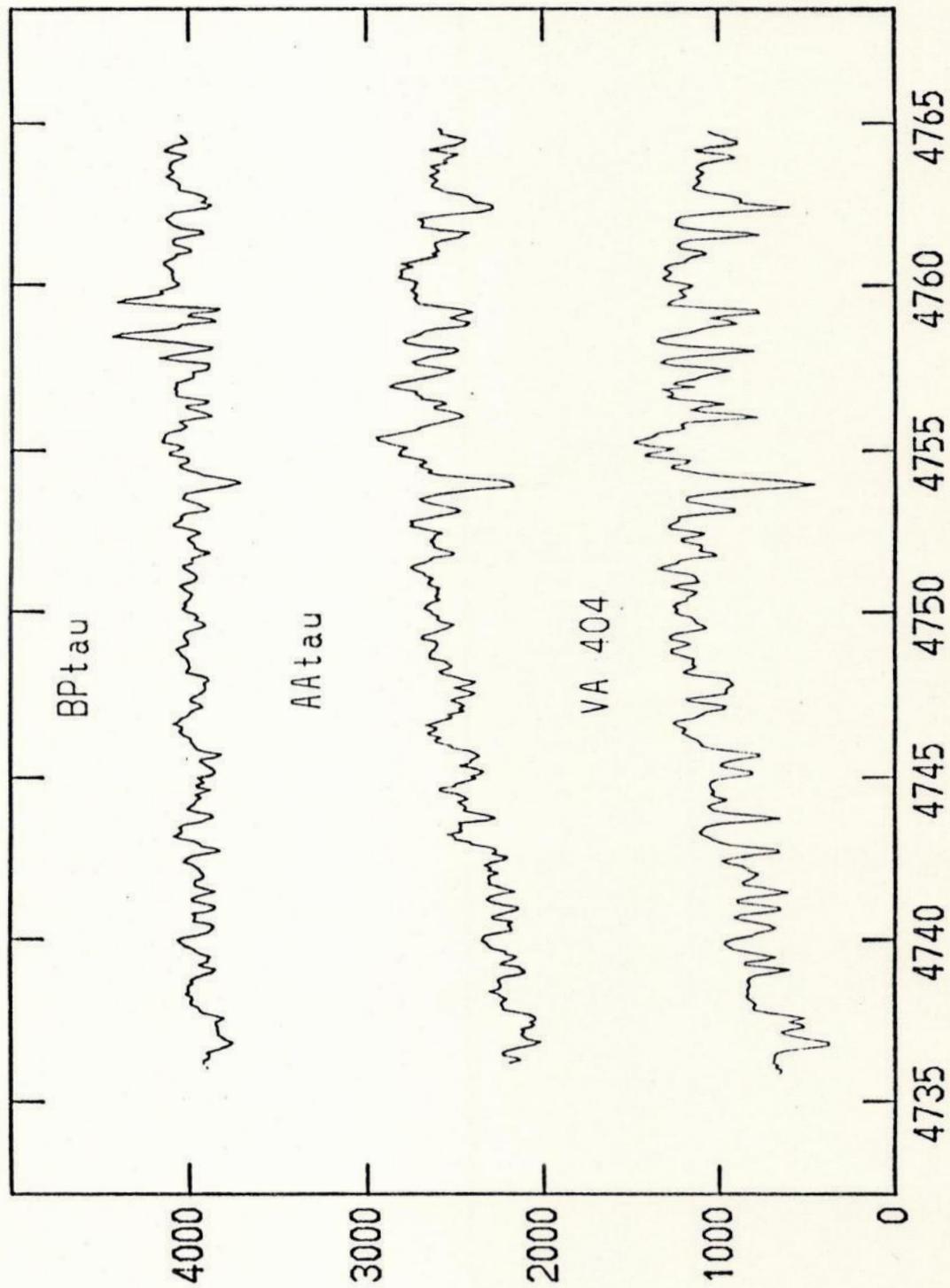
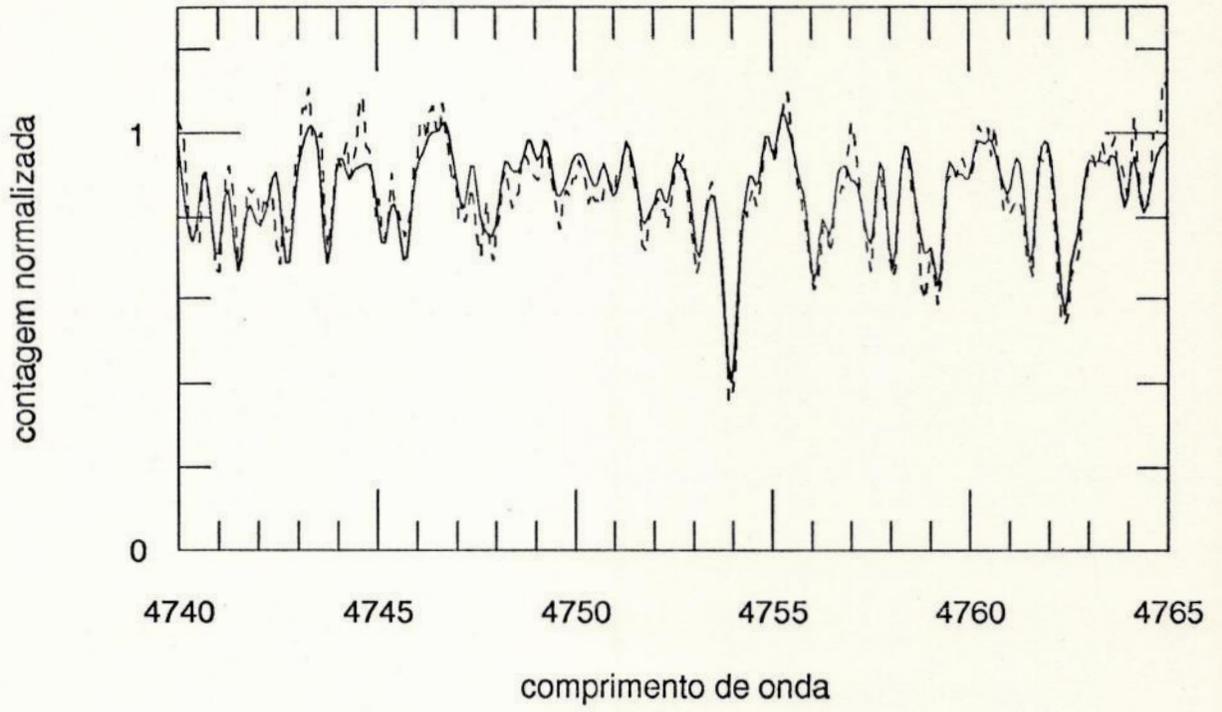
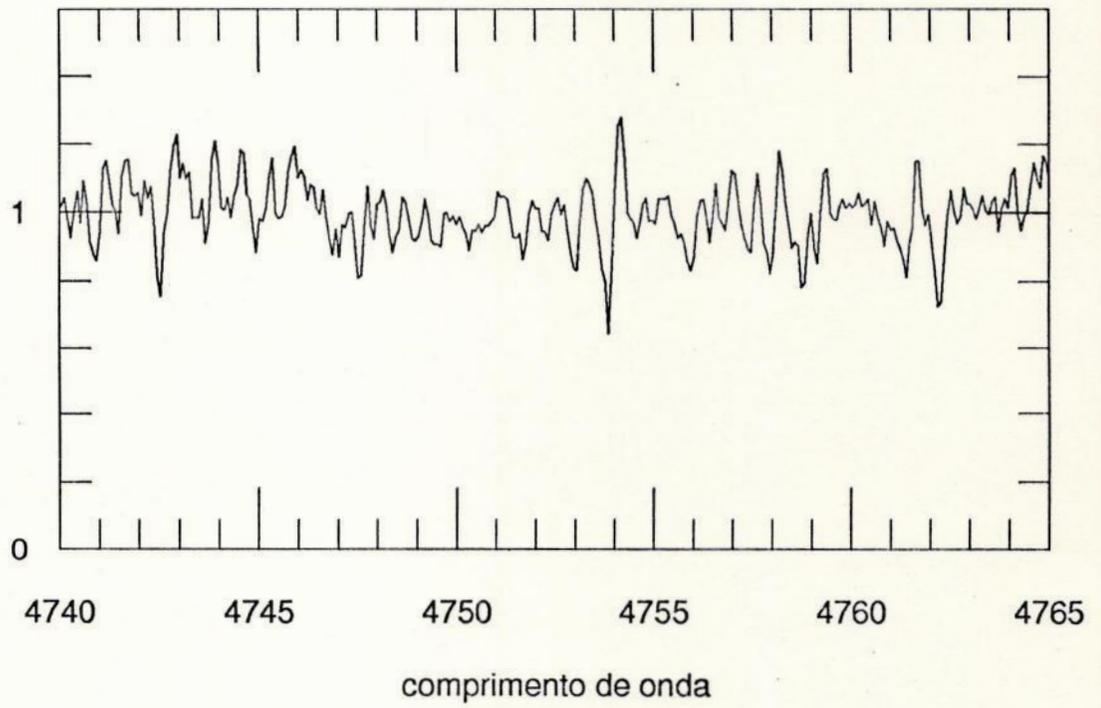


Figura 5



Espectro de Razao



## IV RESULTADOS

### IV.1 Gráficos de Velamento

Apresentamos agora os gráficos de velamento obtidos a partir dos valores médios do velamento contínuo nas ordens estudadas. De imediato, percebemos que nos dois gráficos os valores de velamento crescem na direção dos comprimentos de onda menores. Acreditamos que estes resultados revelam a presença de discos de acréscimo em torno destas estrelas. Percebe-se também, que a estrela BPtau apresenta um incremento mais acentuado o que esperamos que seja consequência de um disco de acréscimo mais atuante. Isto explica o motivo pelo qual as linhas da BPtau na Figura 4 do capítulo anterior, apresentam as menores profundidades.

Figura 6

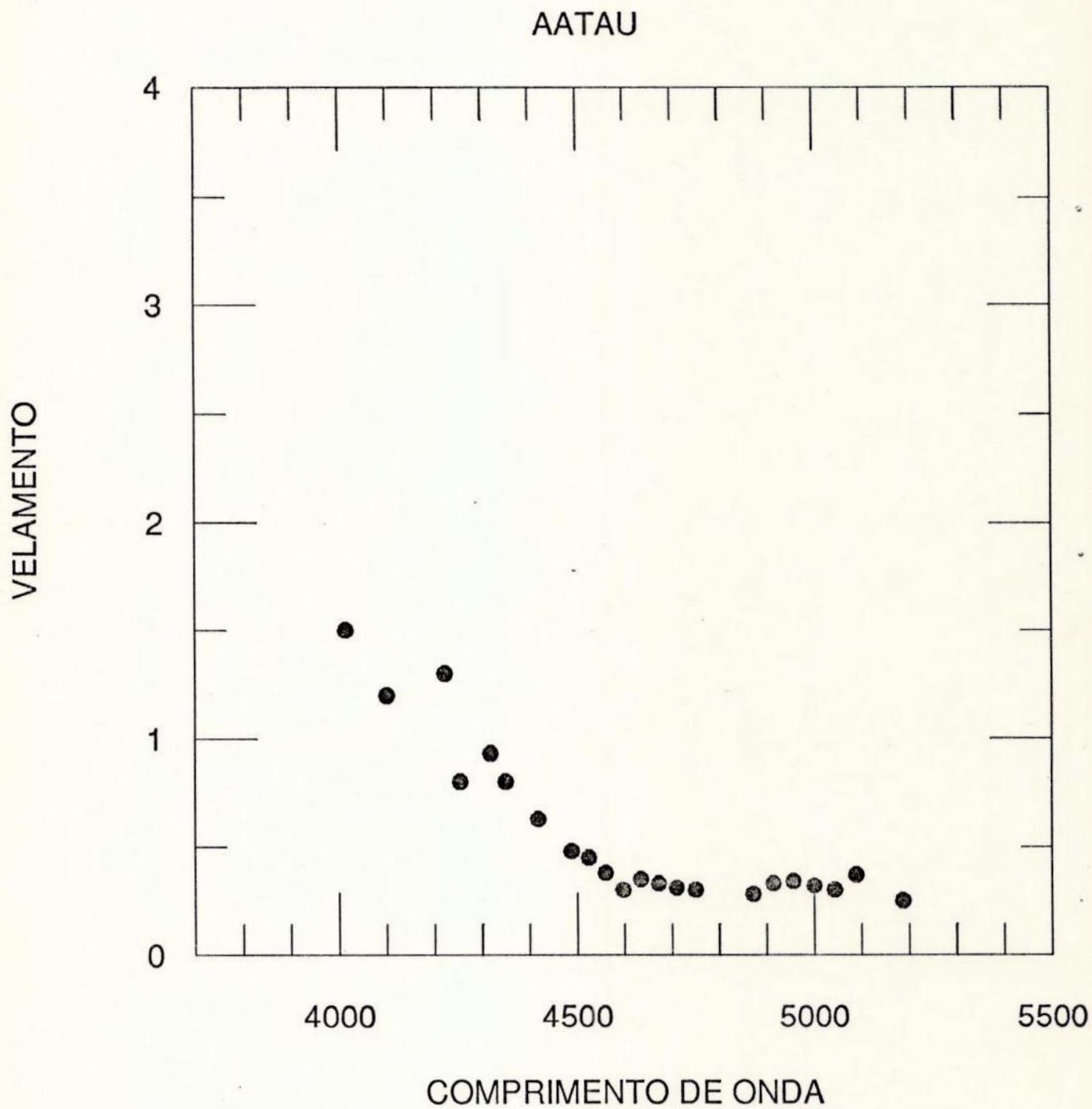
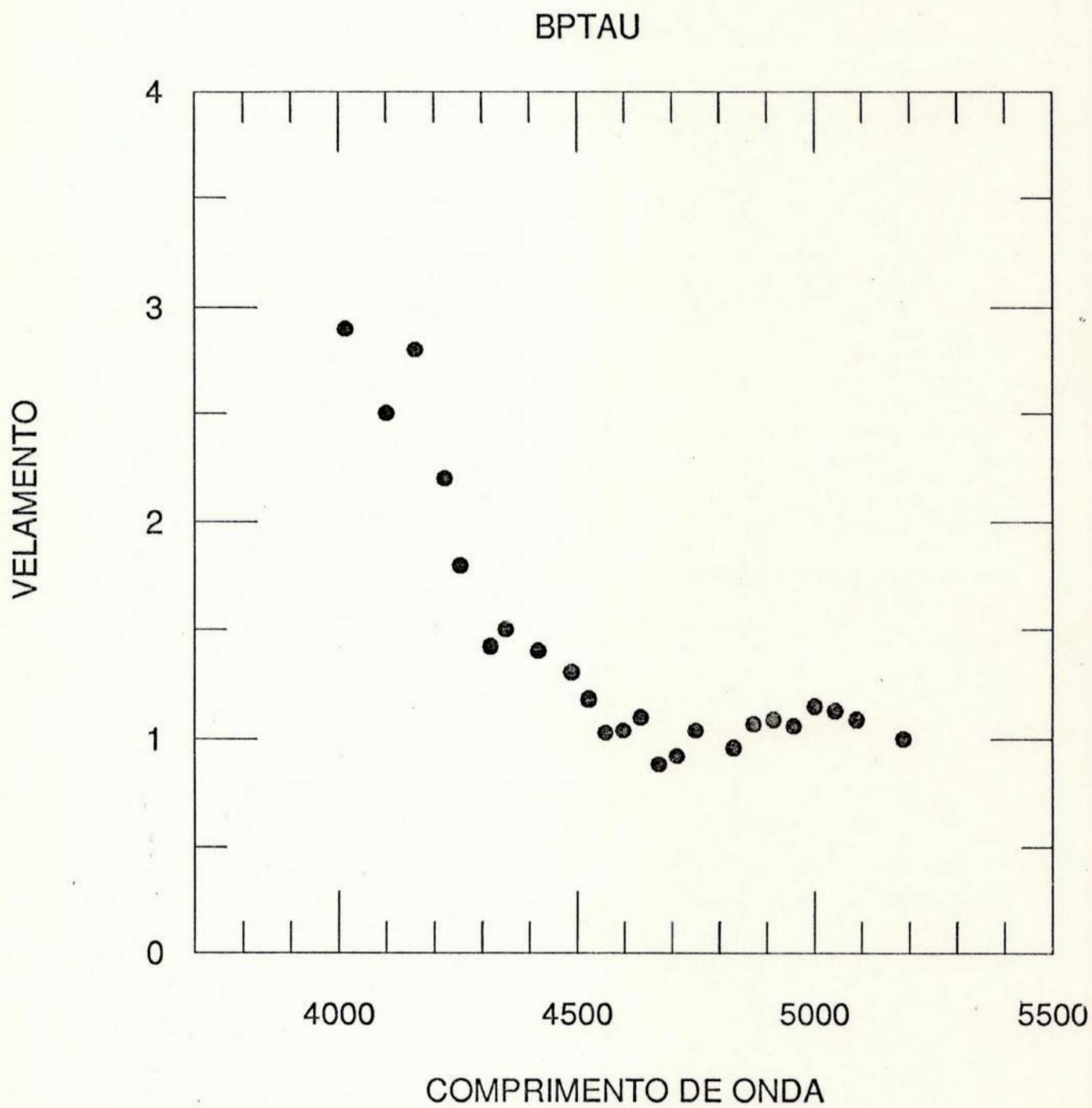


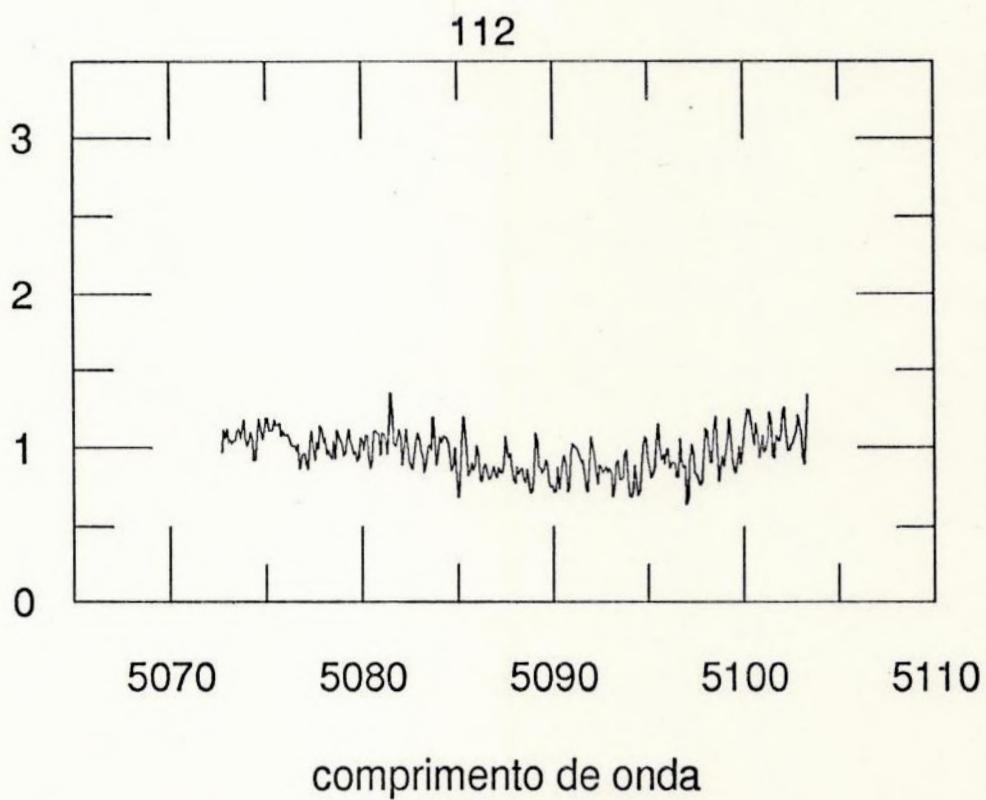
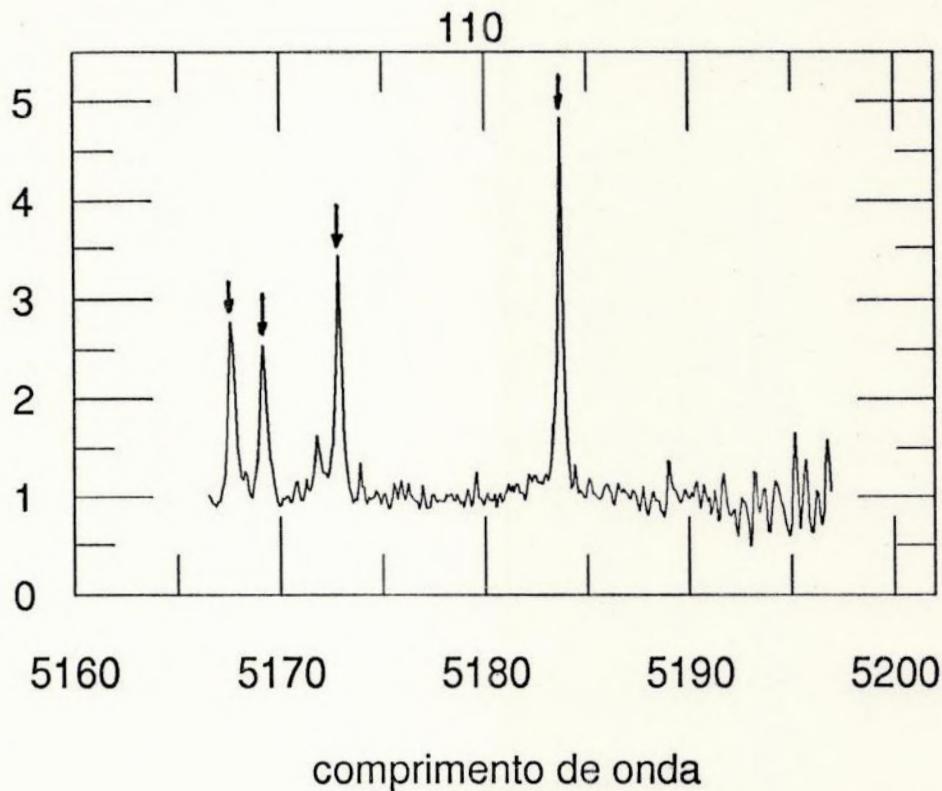
Figura 7



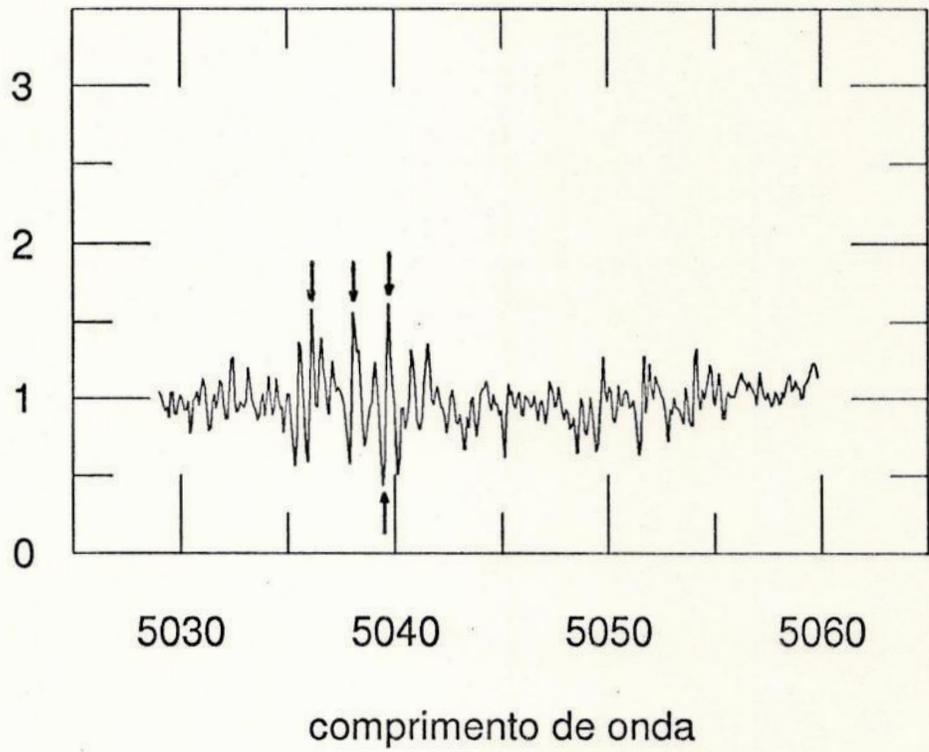
## IV.2 Espectros de Razão

Apresentamos agora os espectros de razão para as regiões espectrais abrangidas neste trabalho. Estes espectros são fruto da correção para o velamento contínuo na estrela TTauri, e esboçam as linhas sugeitas ao preenchimento seletivo. Tais linhas como dissemos, estão evidenciadas na forma de pseudo-emissões. Os perfis com pseudo-absorções revelam os elementos que são mais abundantes na ETT, ou ainda, que tal elemento é afetado de alguma maneira pela gravidade superficial. As linhas sugeitas ao preenchimento seletivo e algumas linhas virtuais de absorção estão indicadas por setas e a sua identificação pode ser encontrada na seção seguinte.

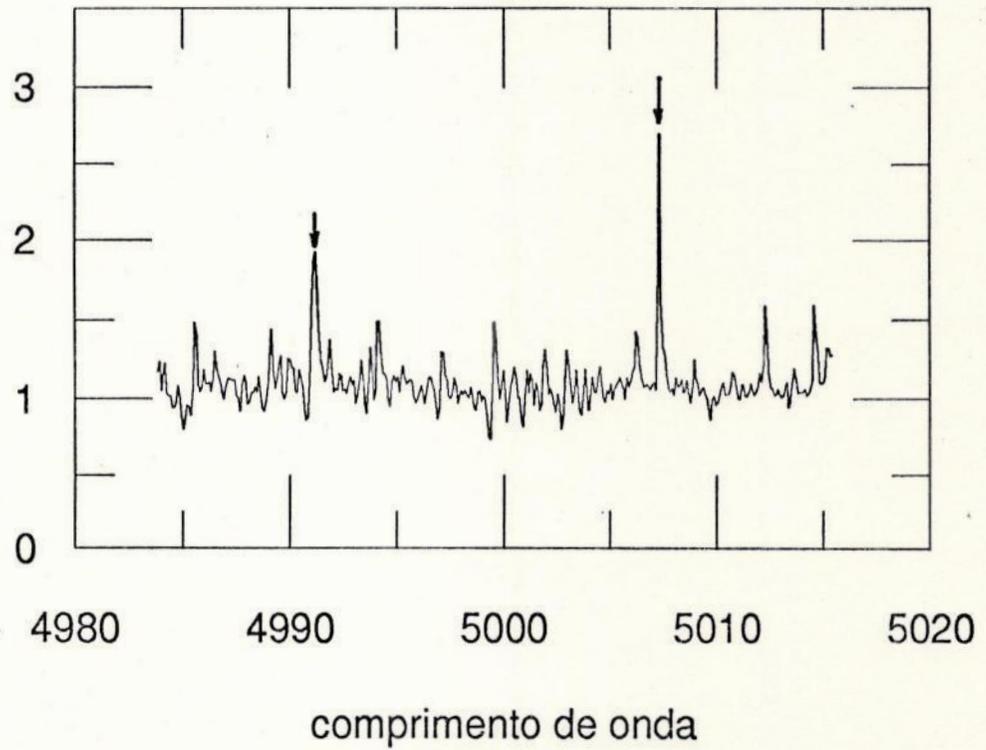
Tais espectros de razão tornam evidentes também as linhas de hidrogênio de Balmer na ordem 117 e na ordem 139, que por serem muito intensas e cobrirem uma grande região espectral, tornou a identificação das emissões virtuais muito dificultada,



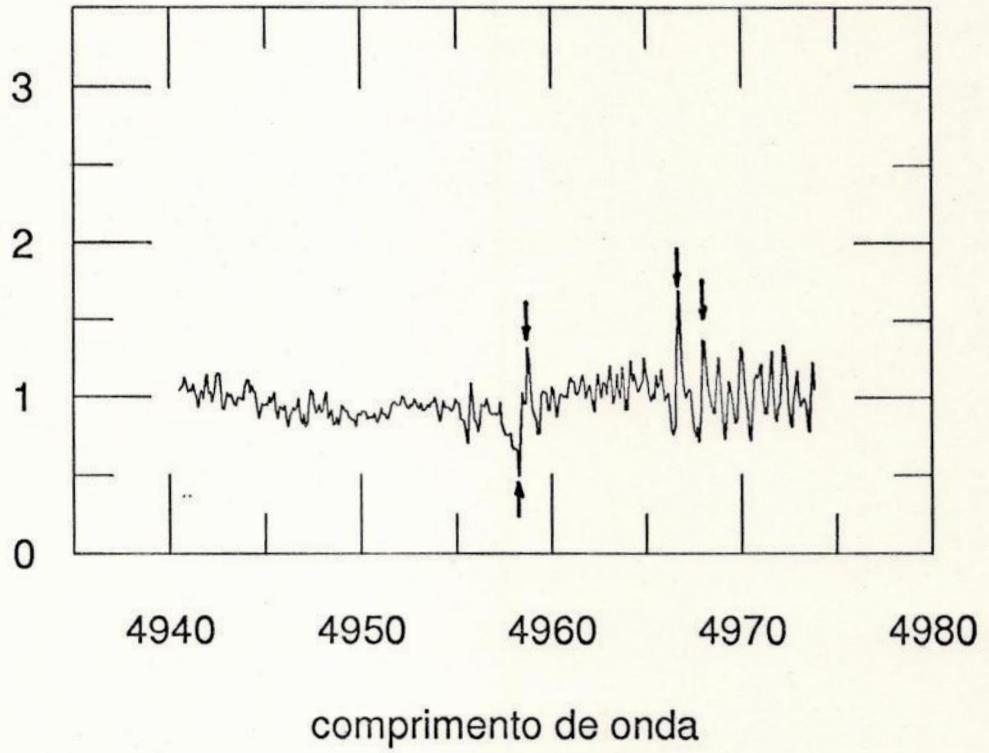
113



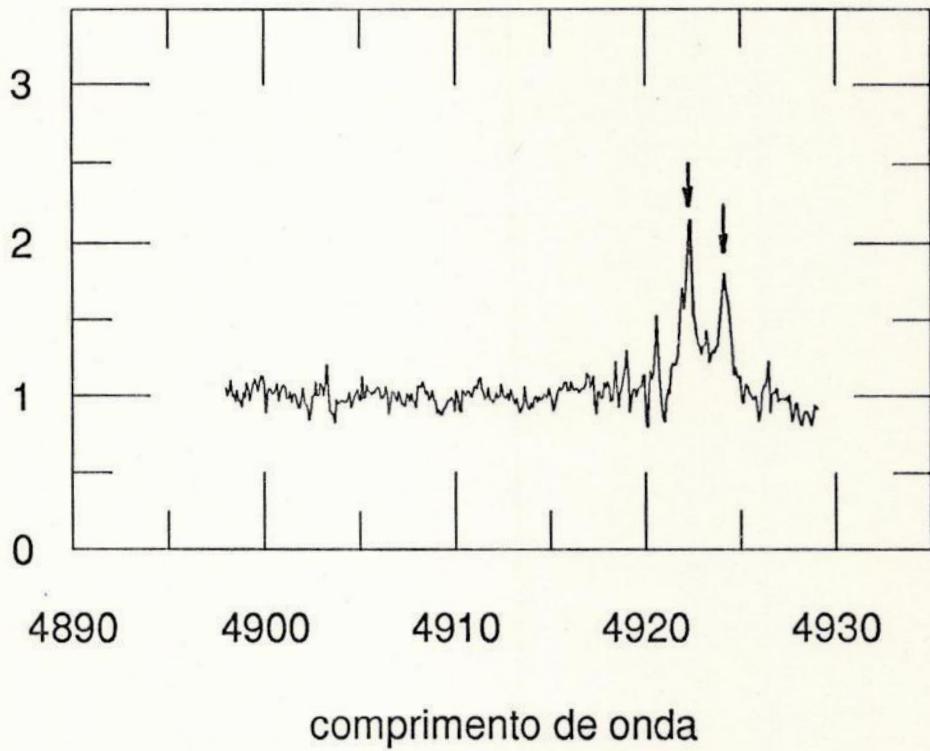
114

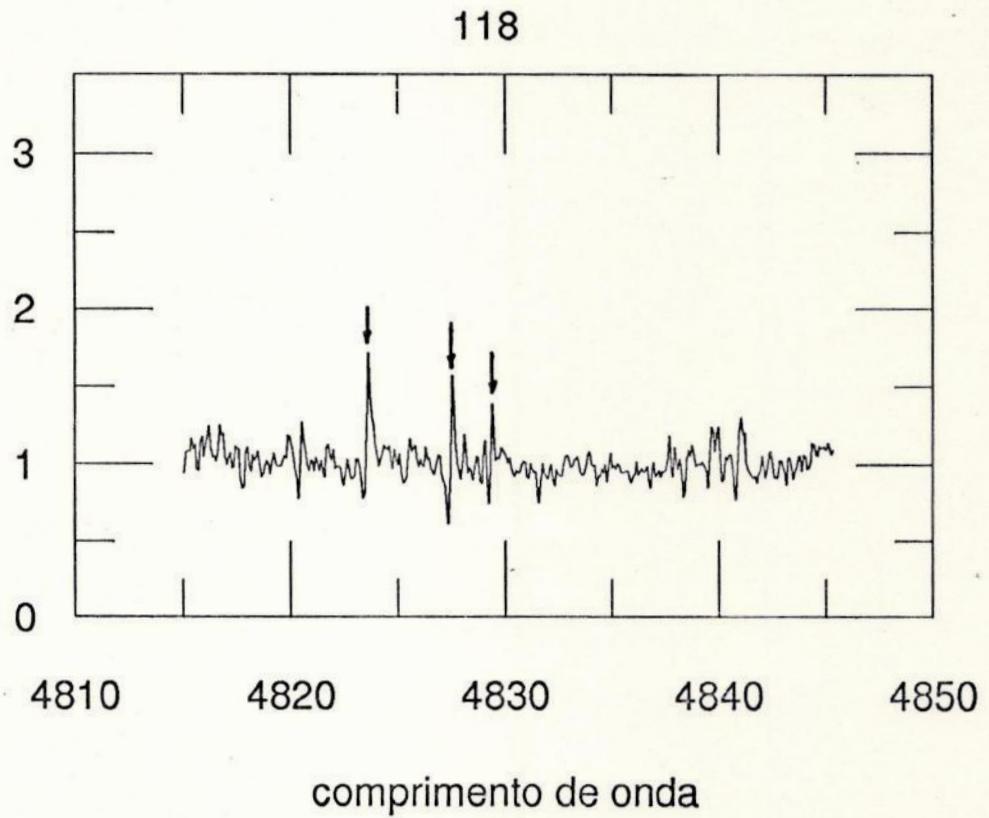
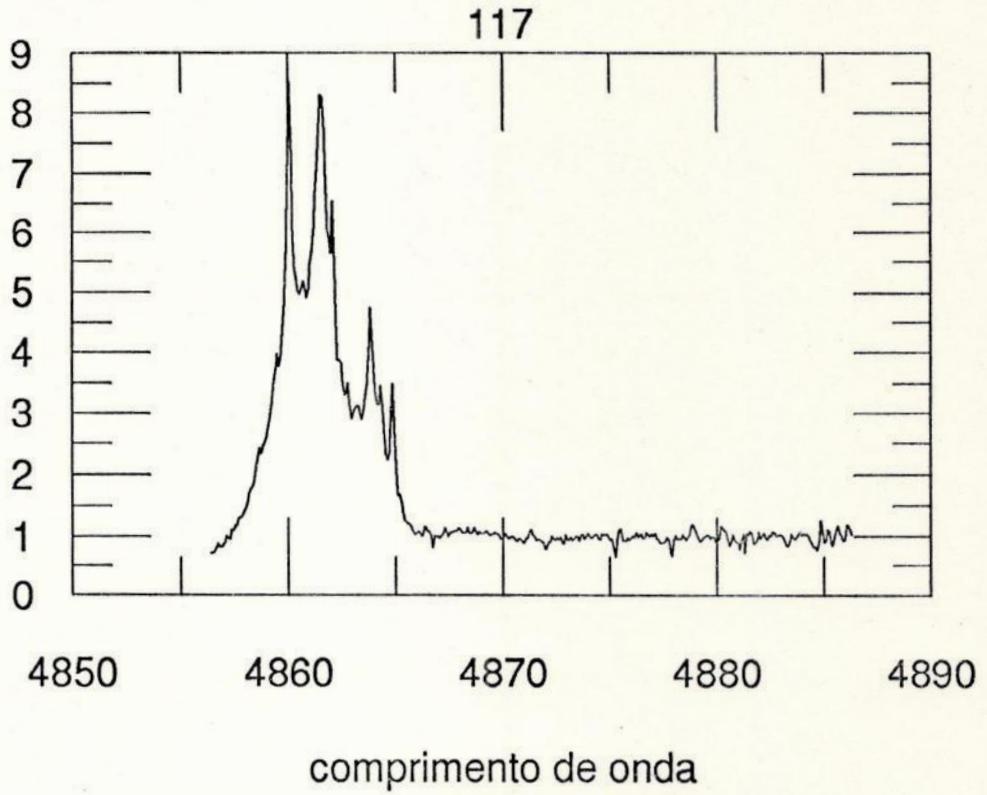


115

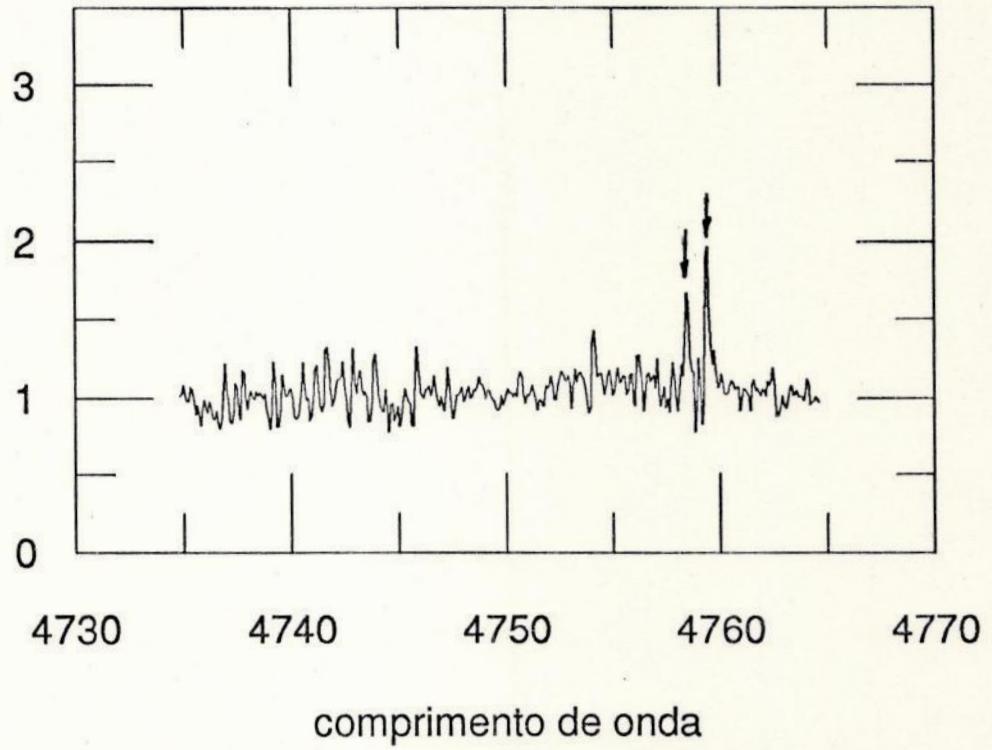


116

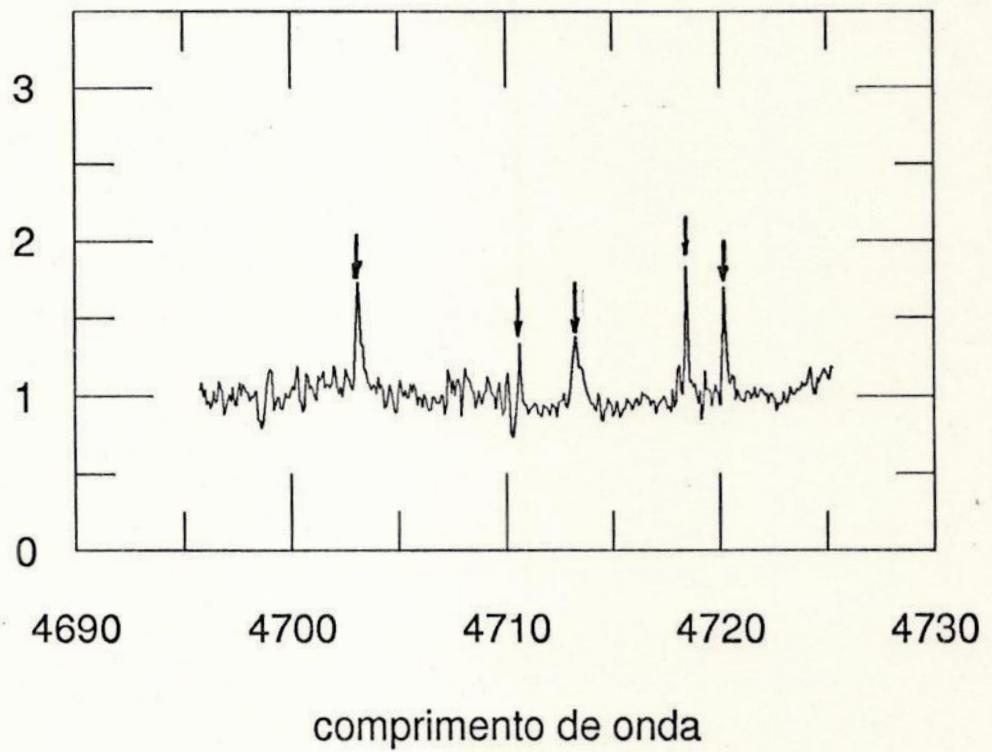




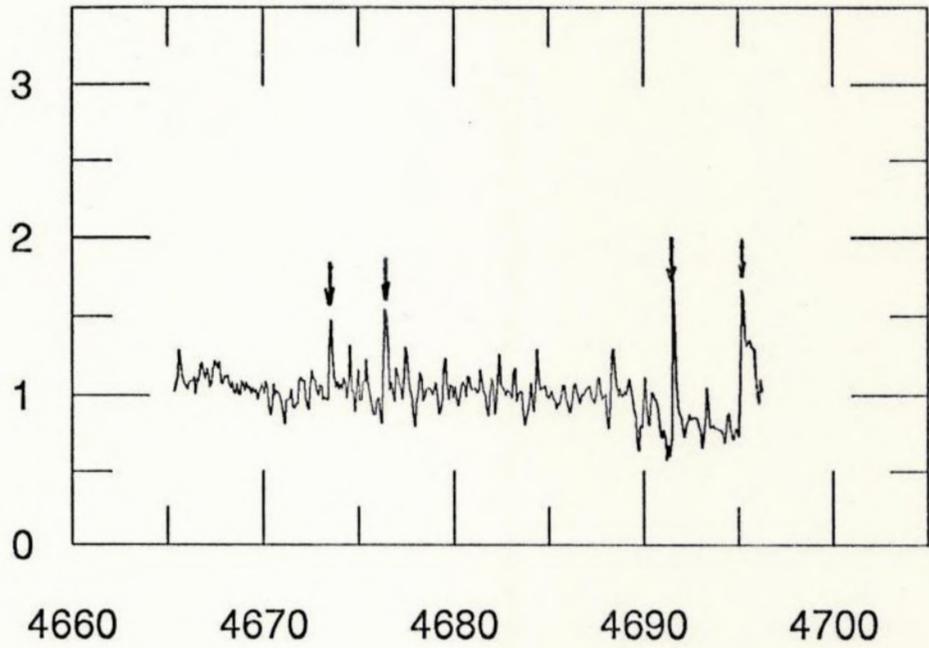
120



121

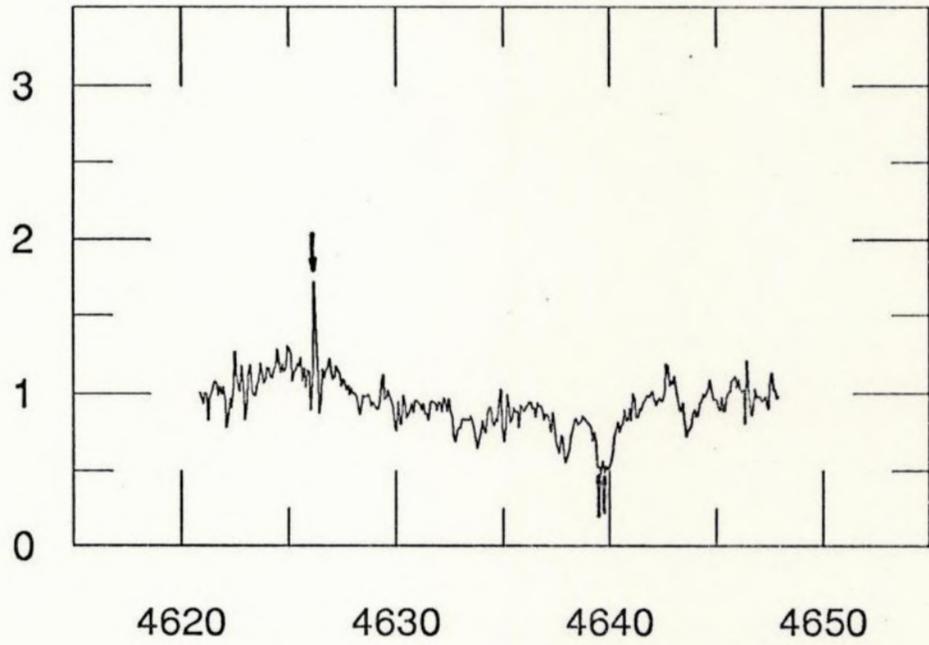


122



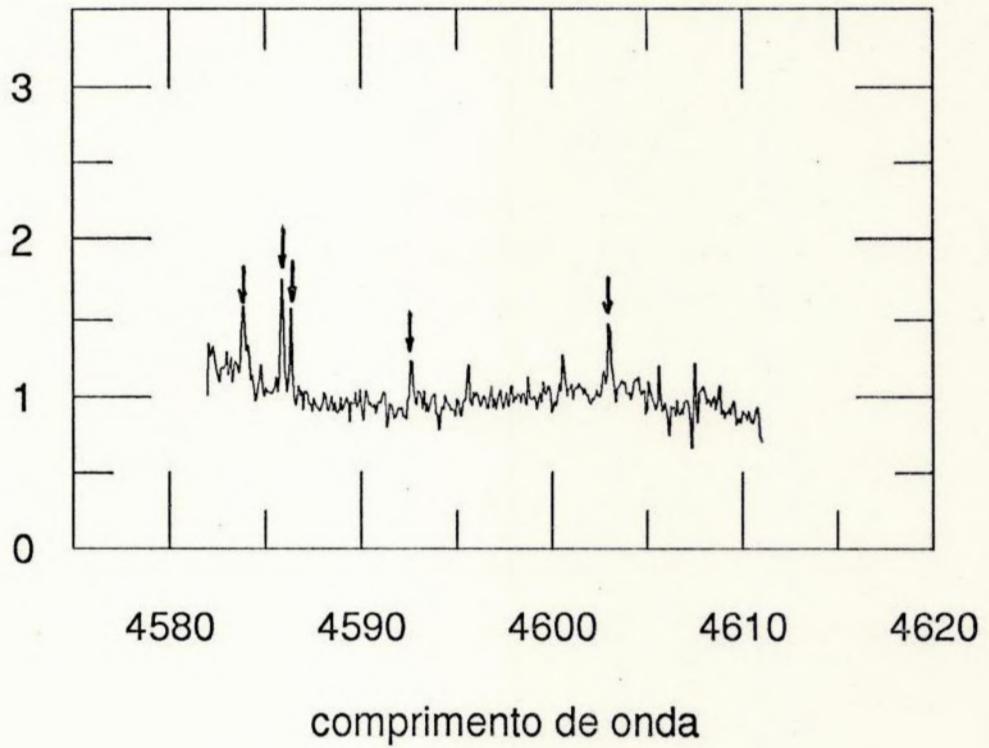
comprimento de onda

123

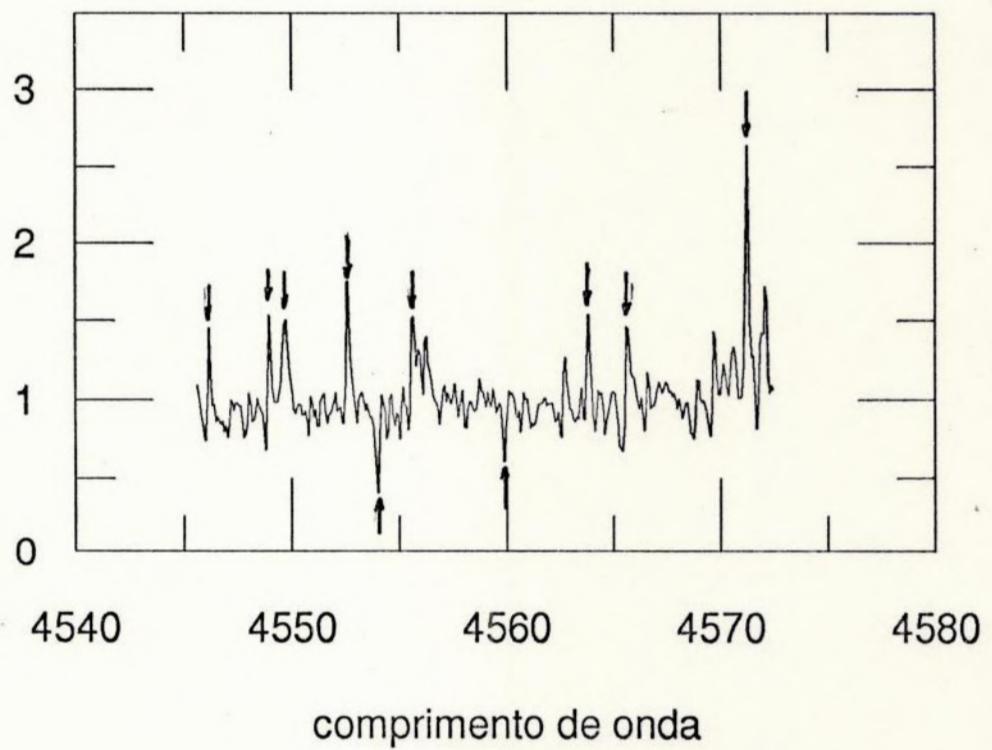


comprimento de onda

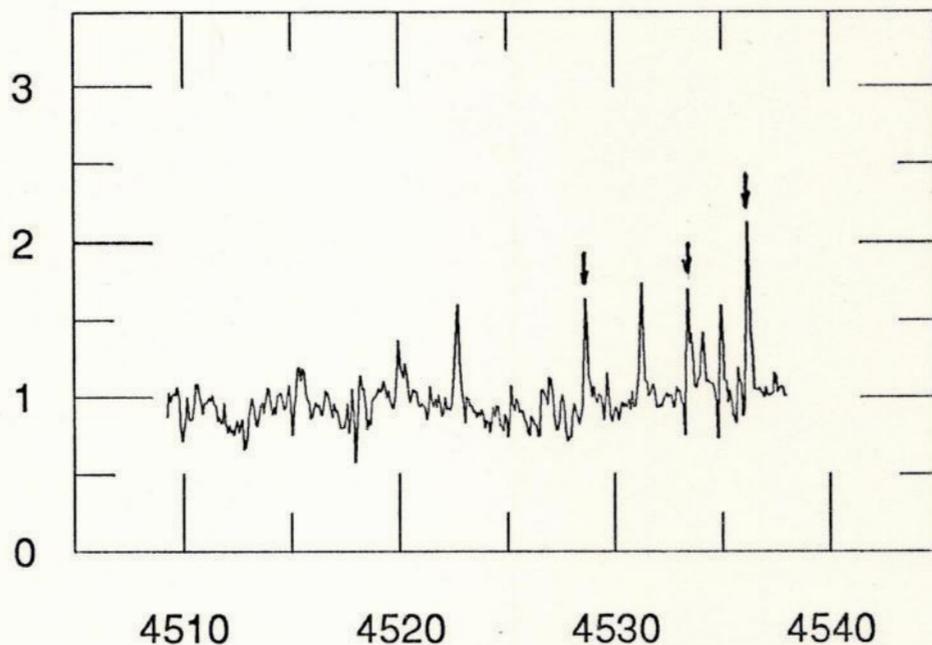
124



125

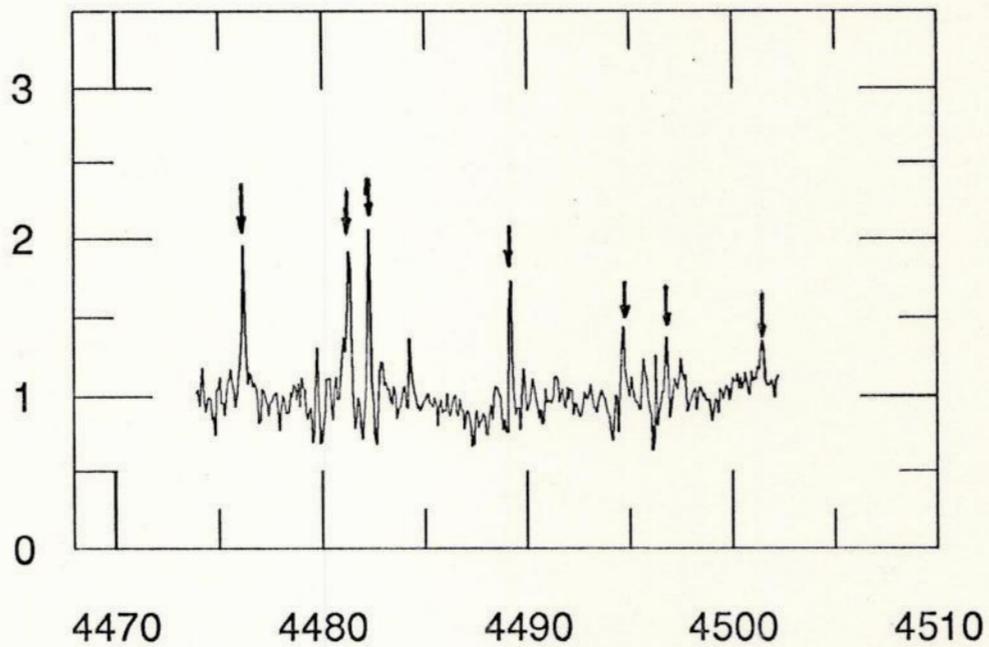


126



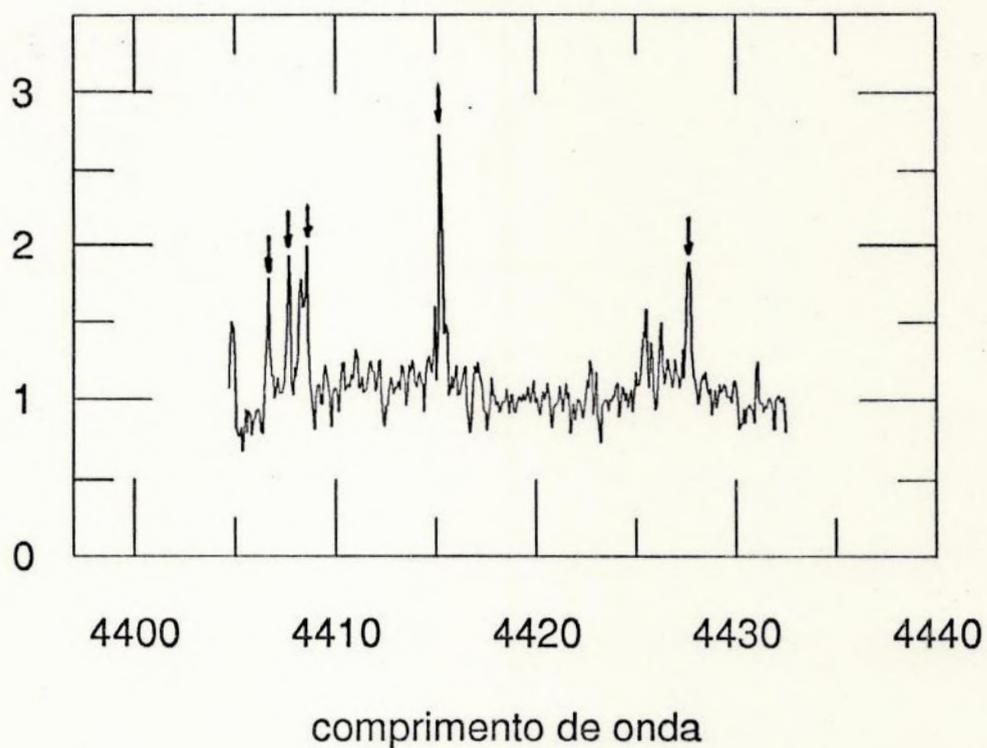
comprimento de onda

127

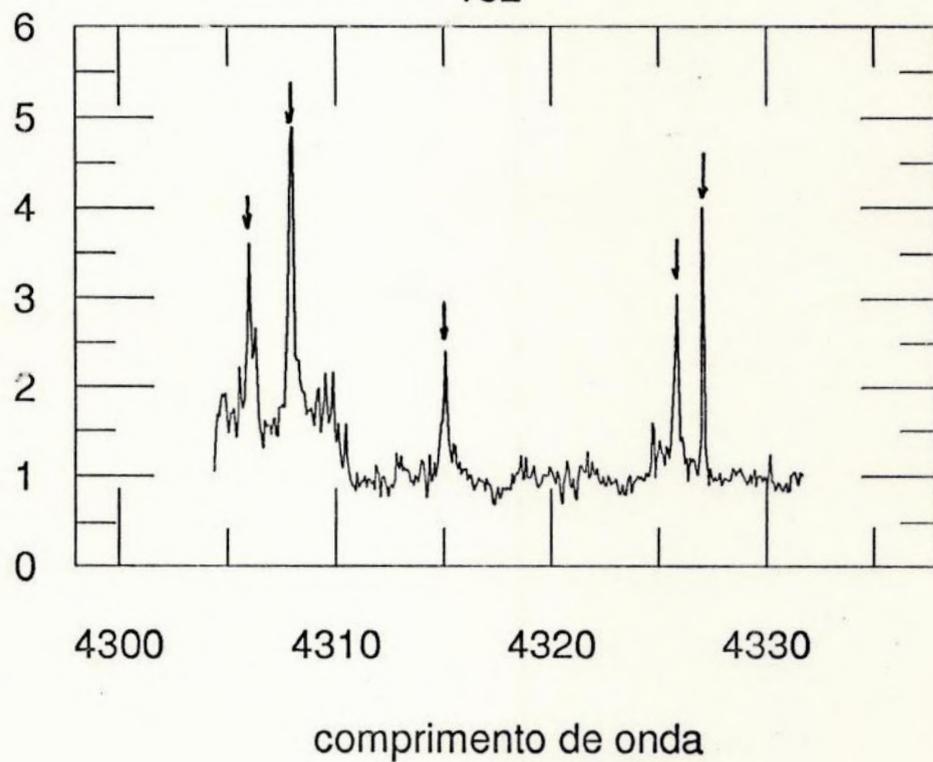


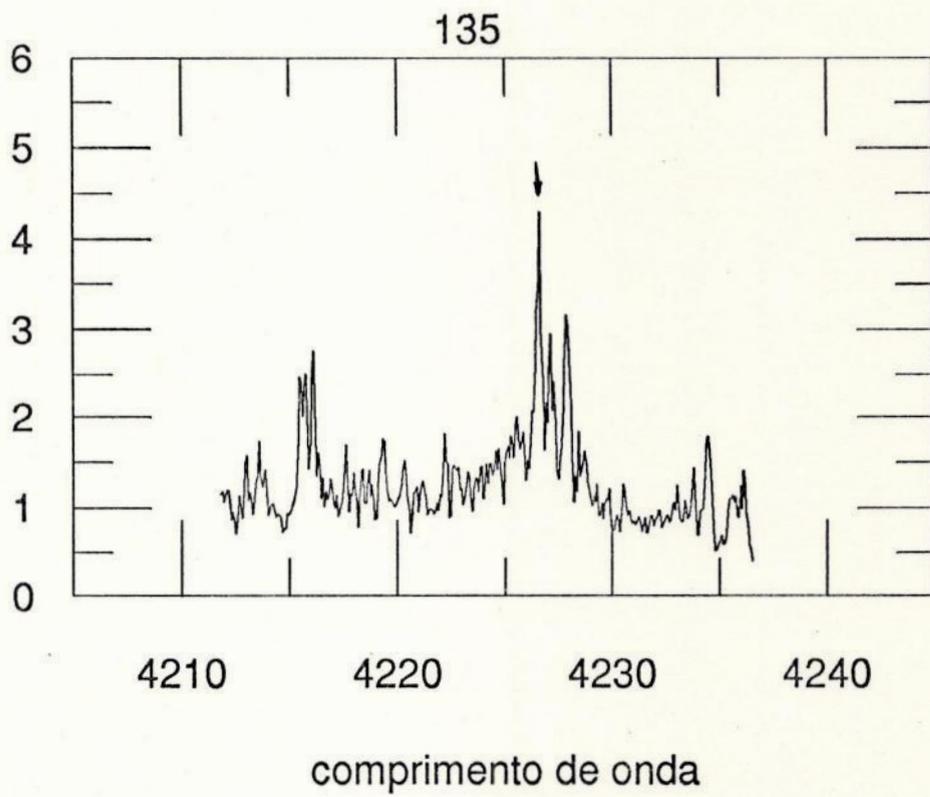
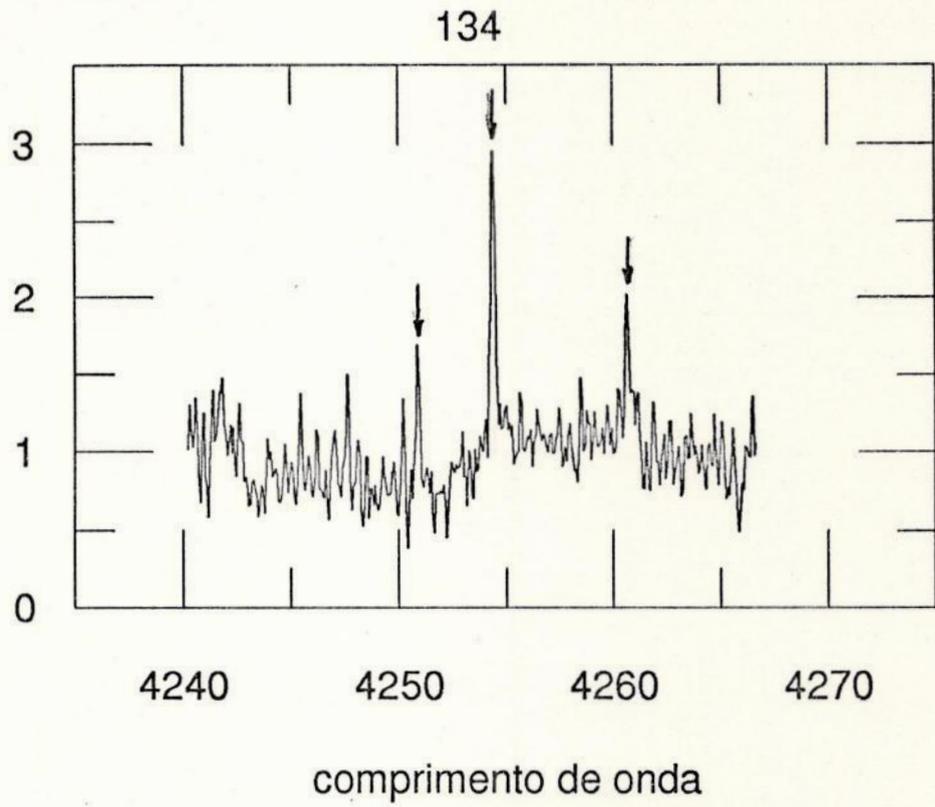
comprimento de onda

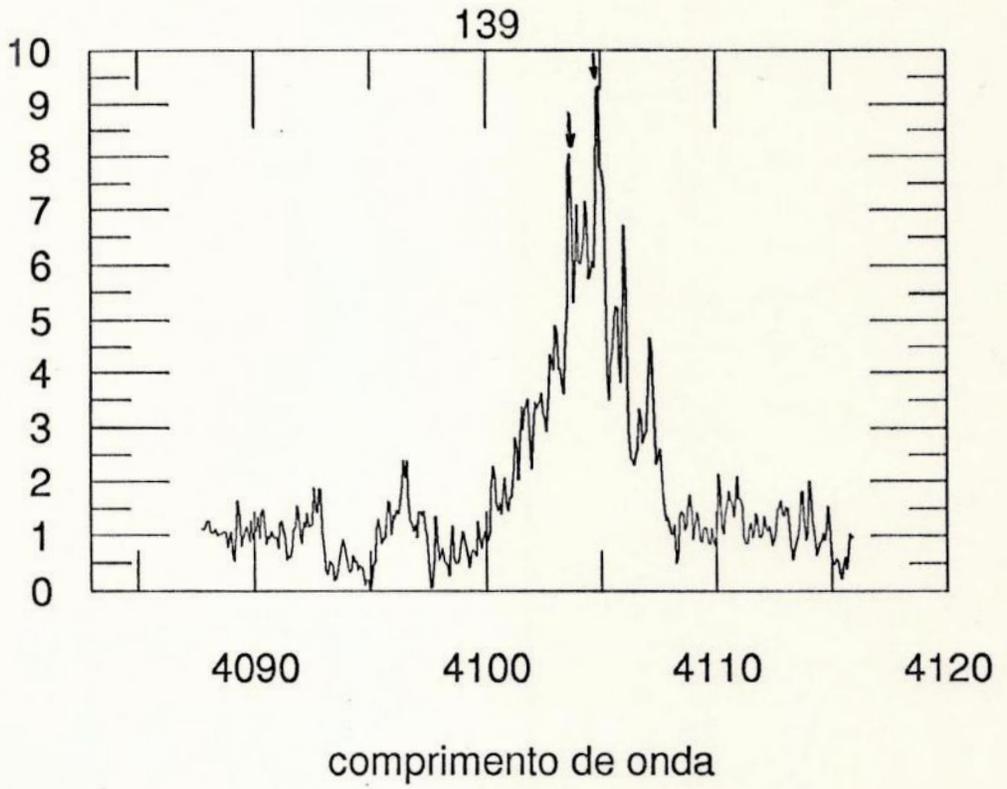
129

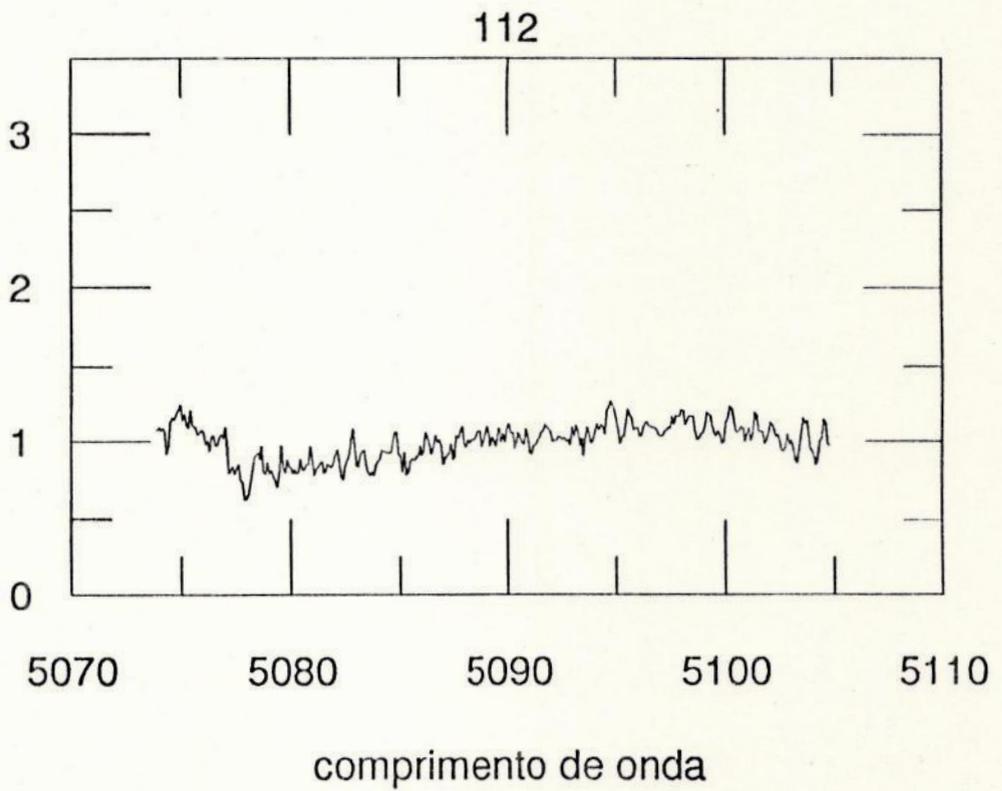
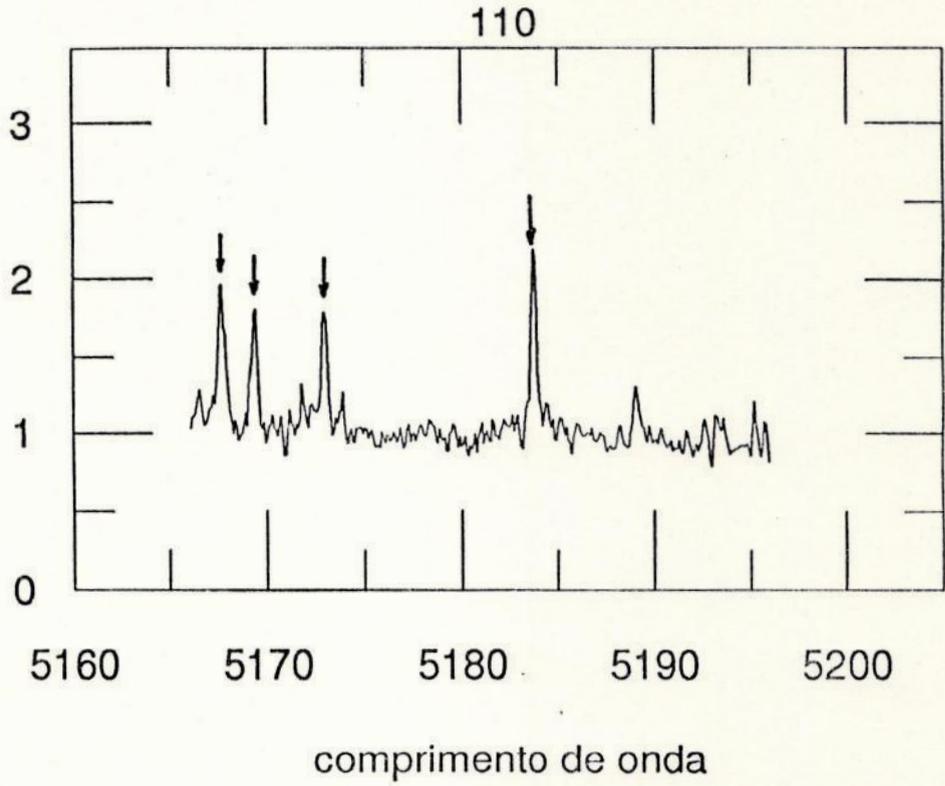


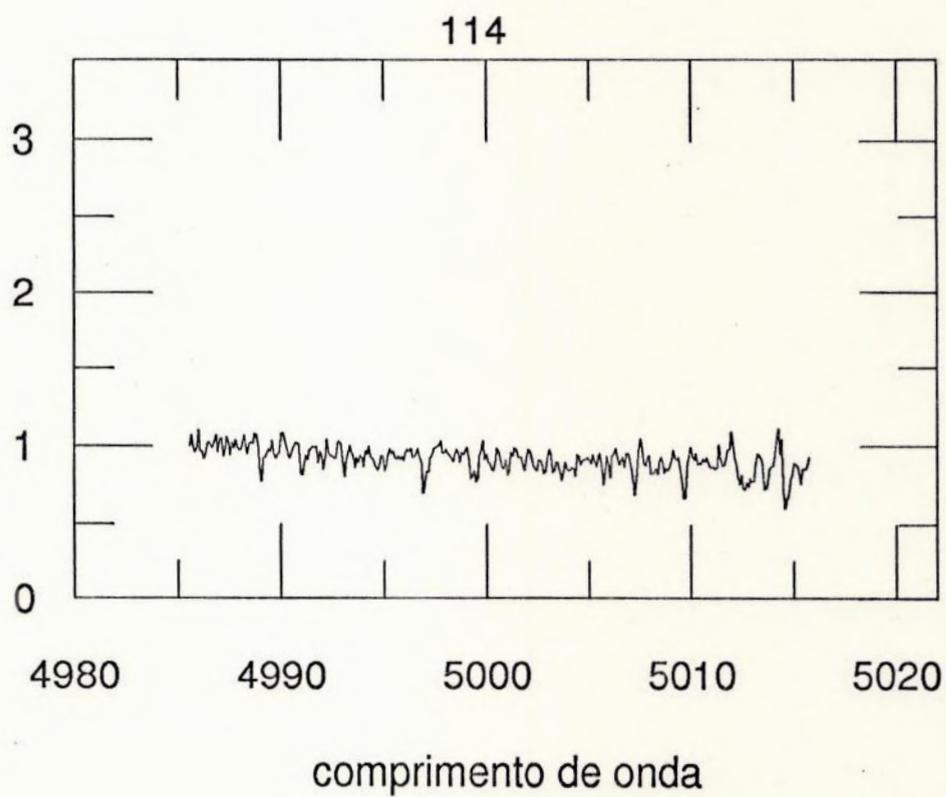
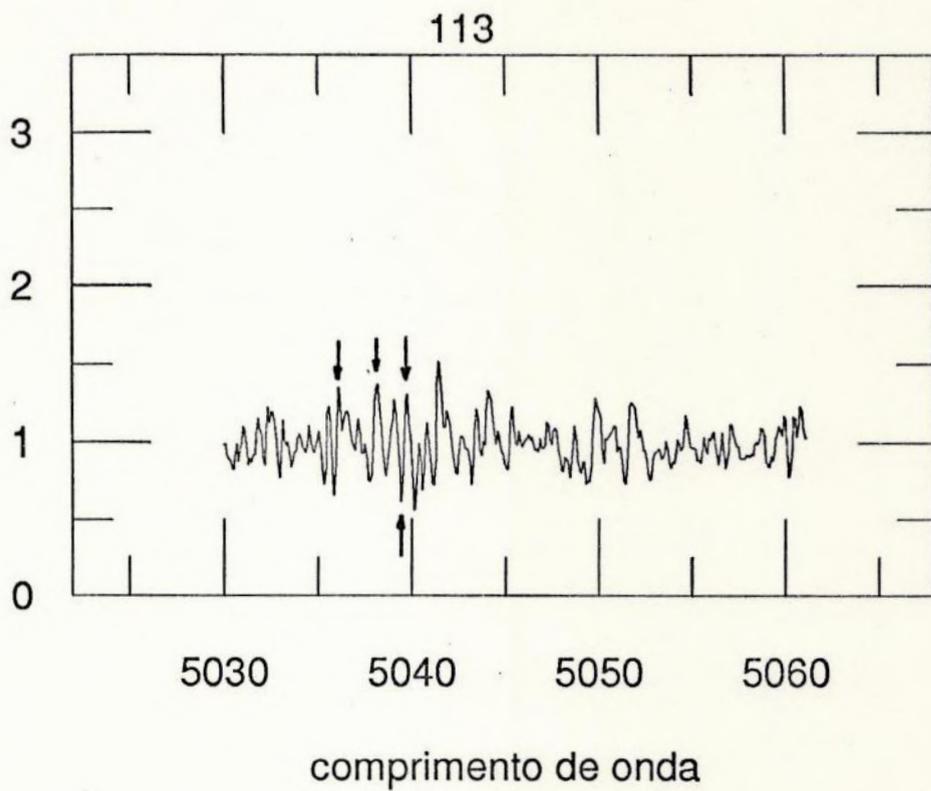
132

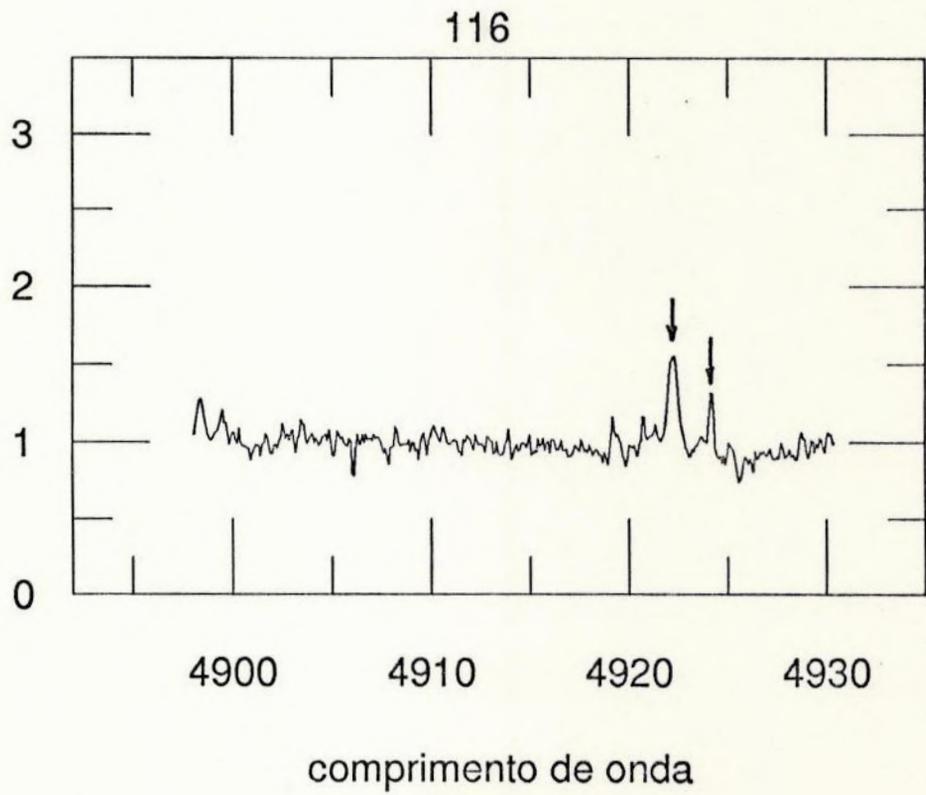
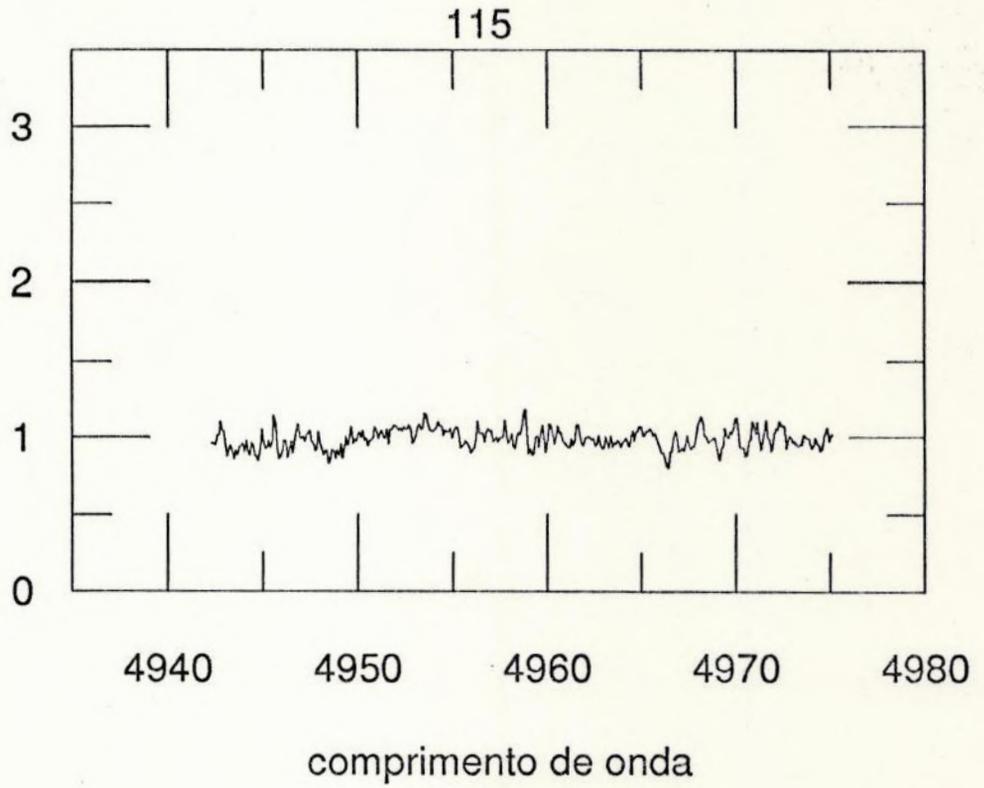




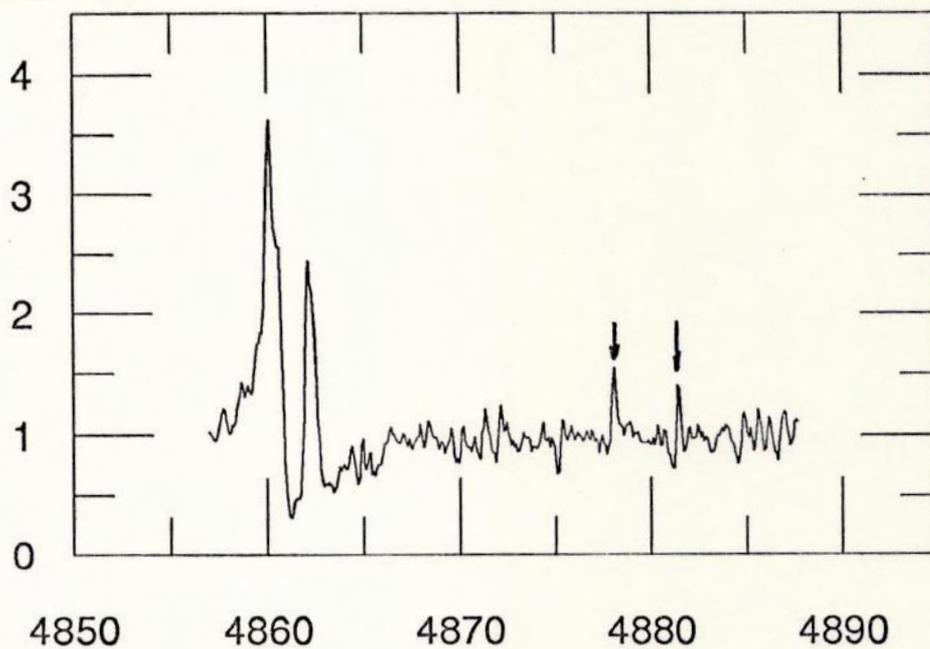






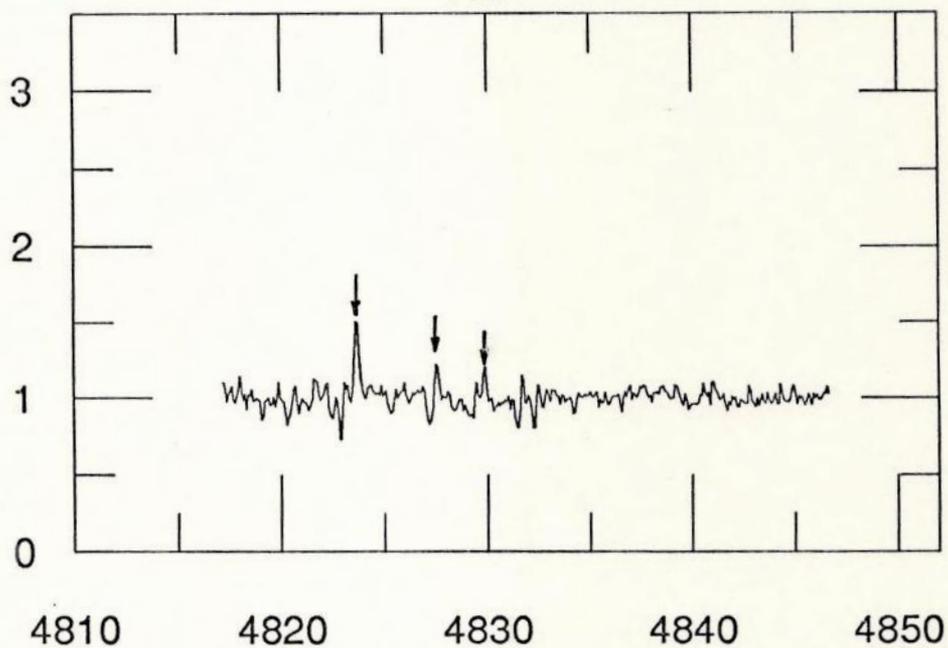


117

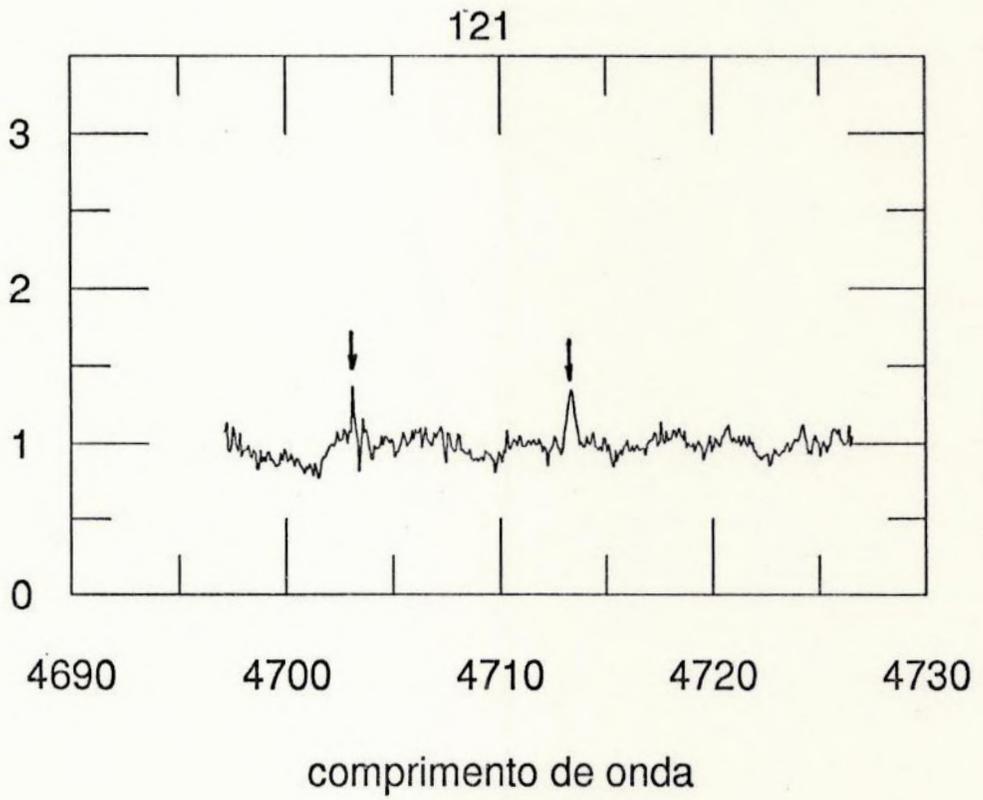
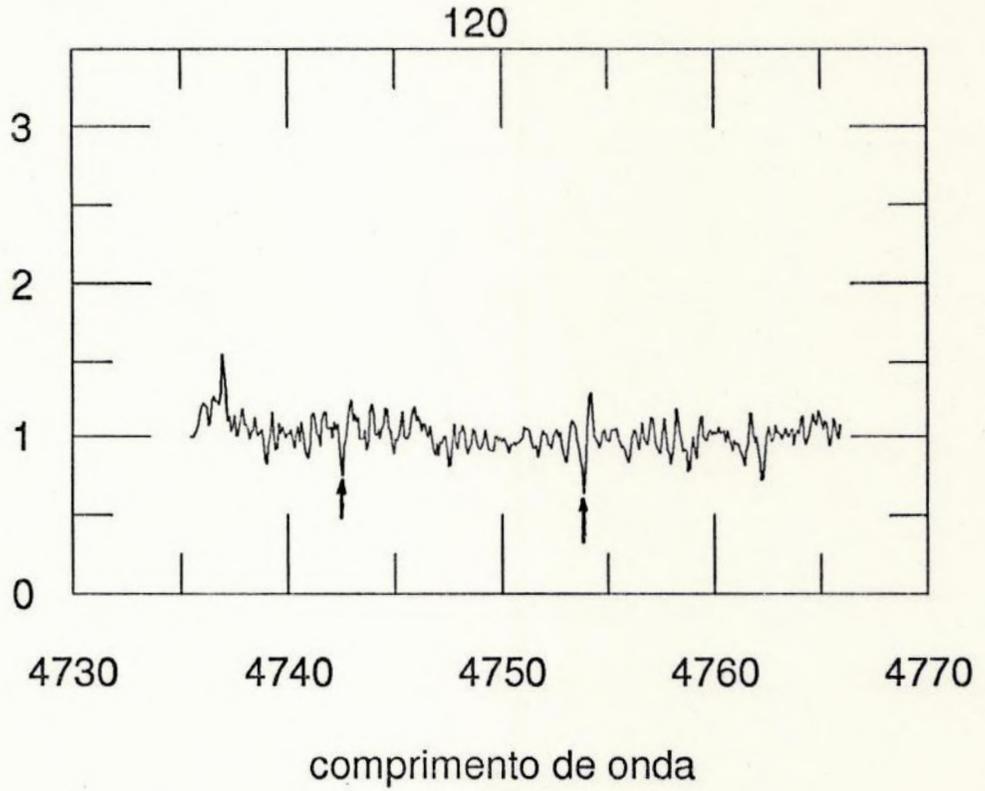


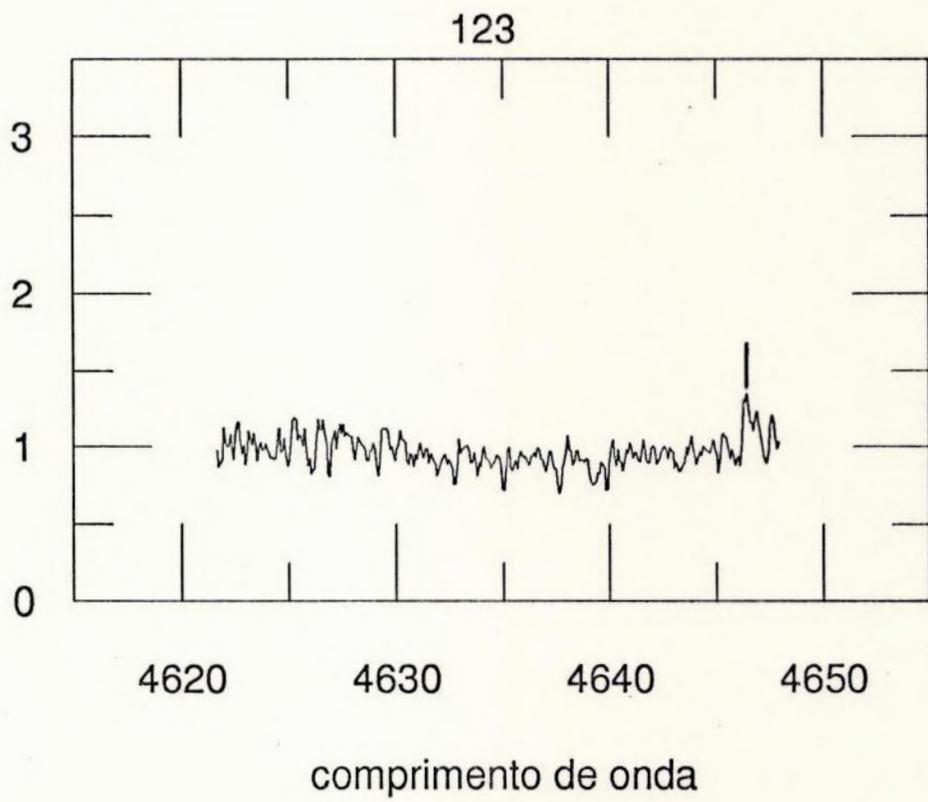
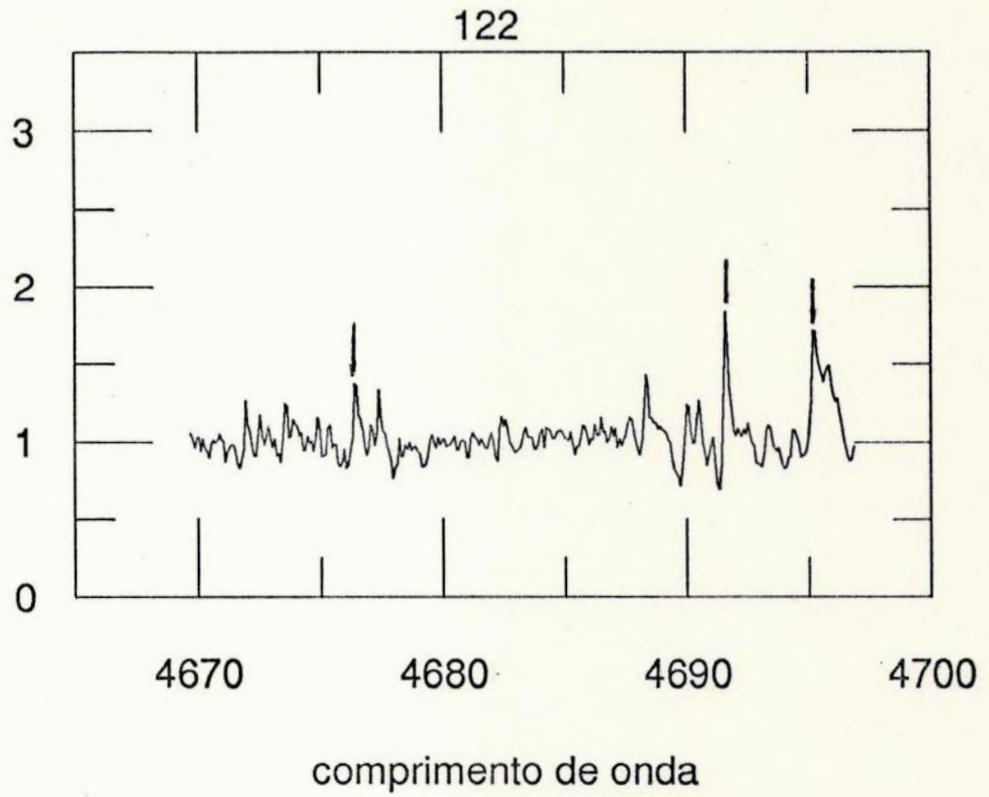
comprimento de onda

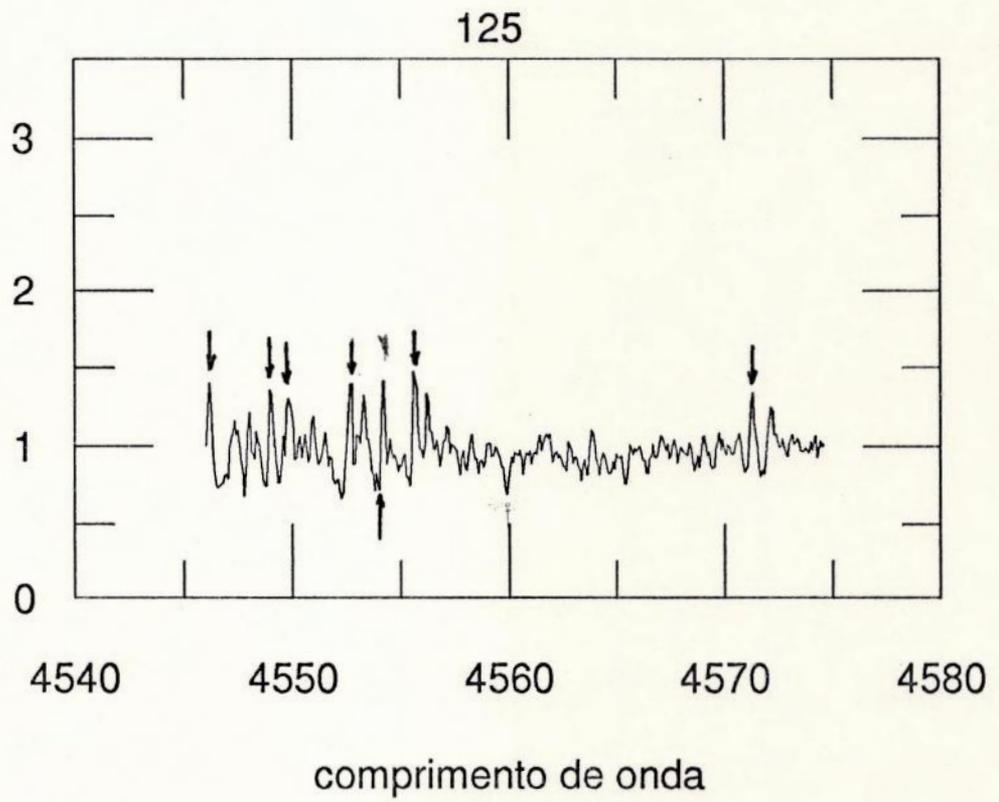
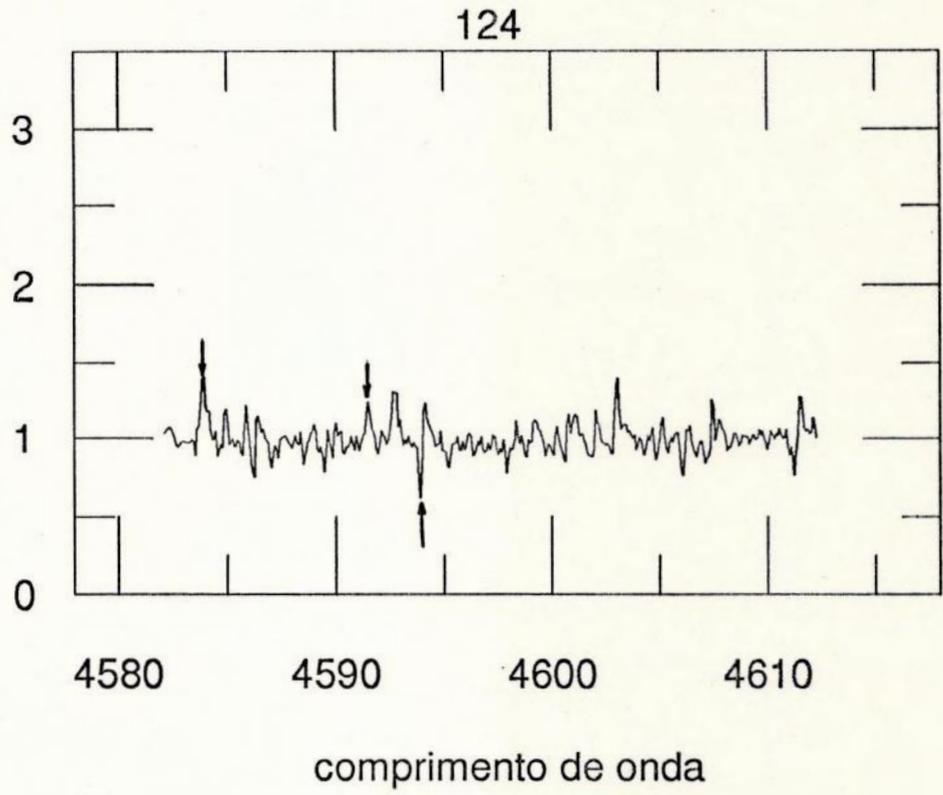
118

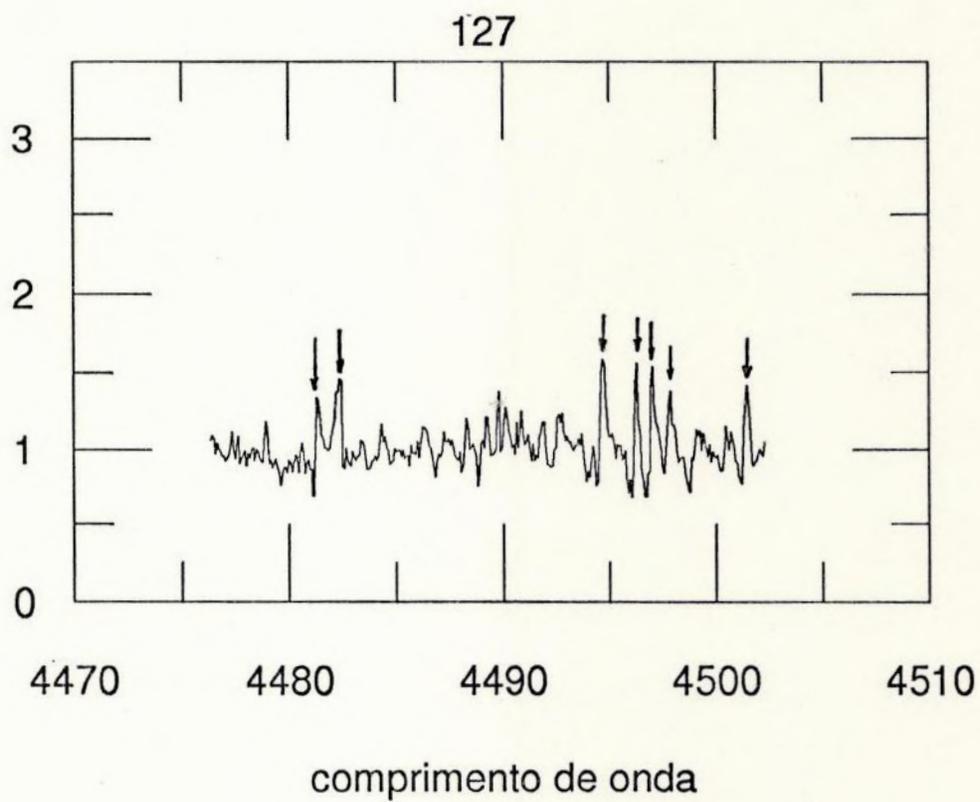
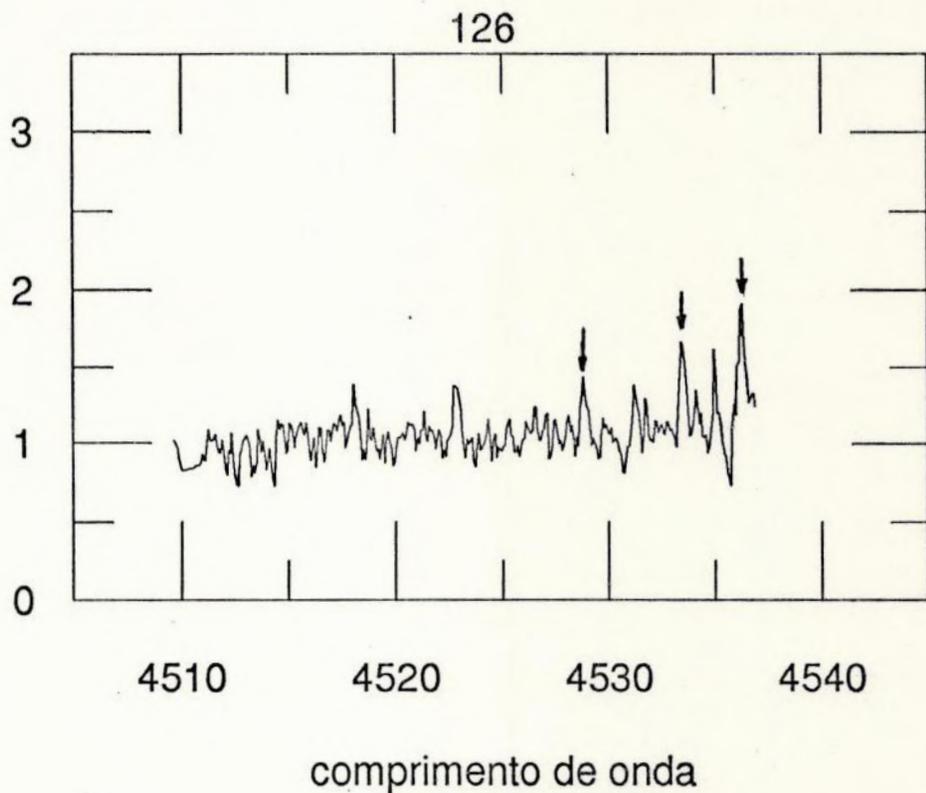


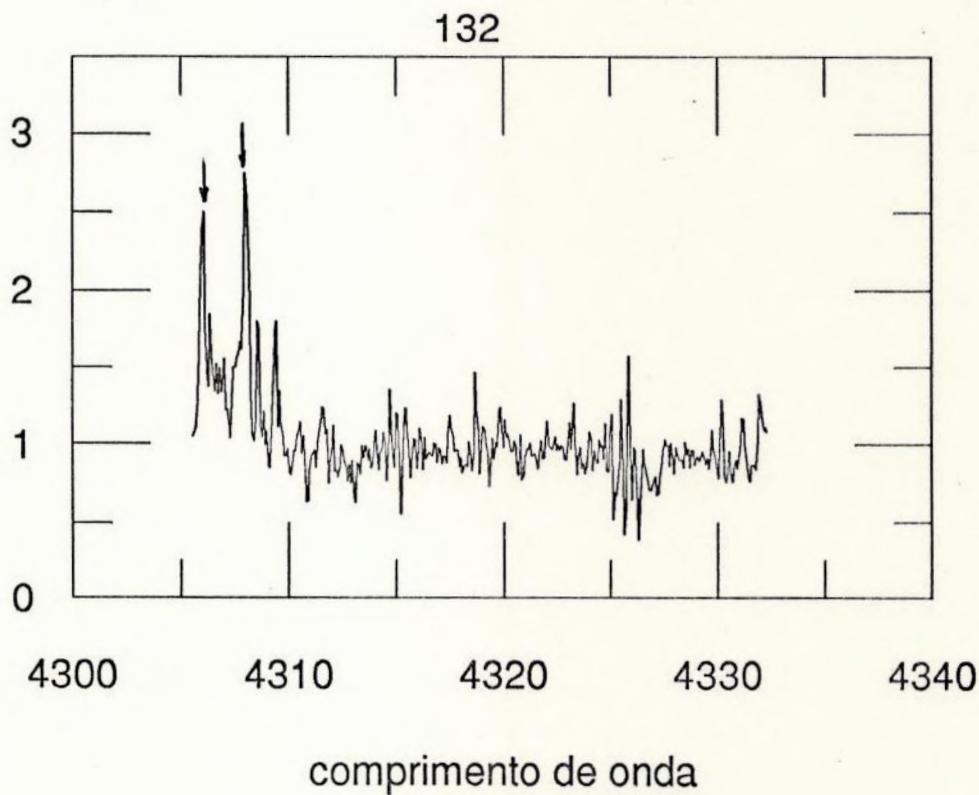
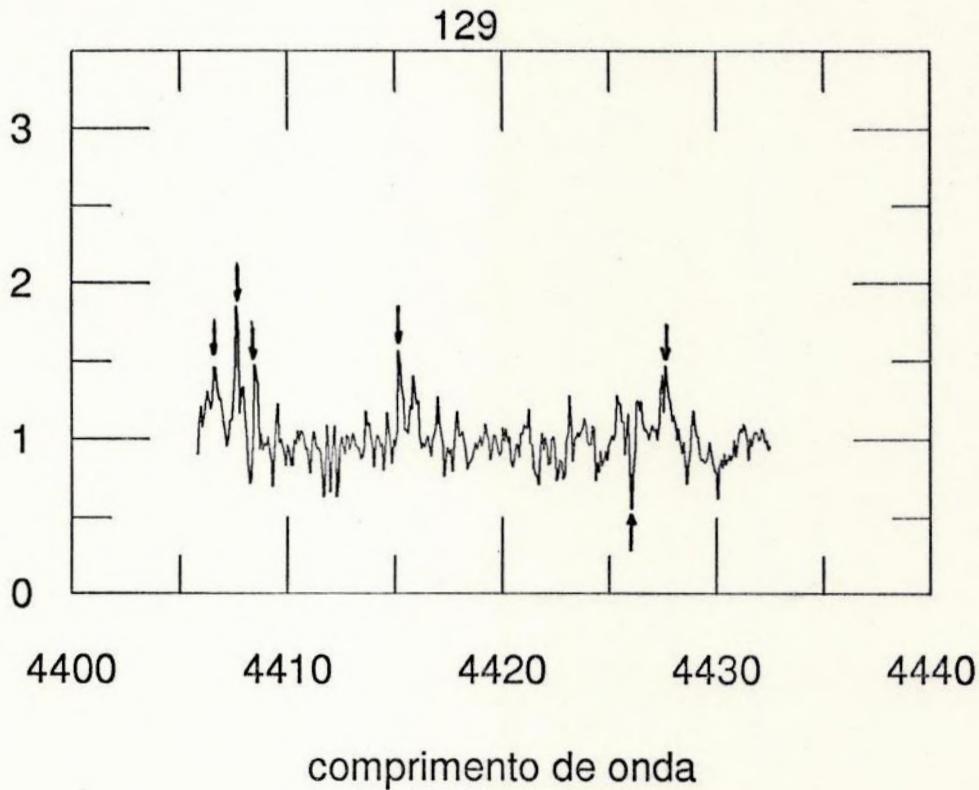
comprimento de onda

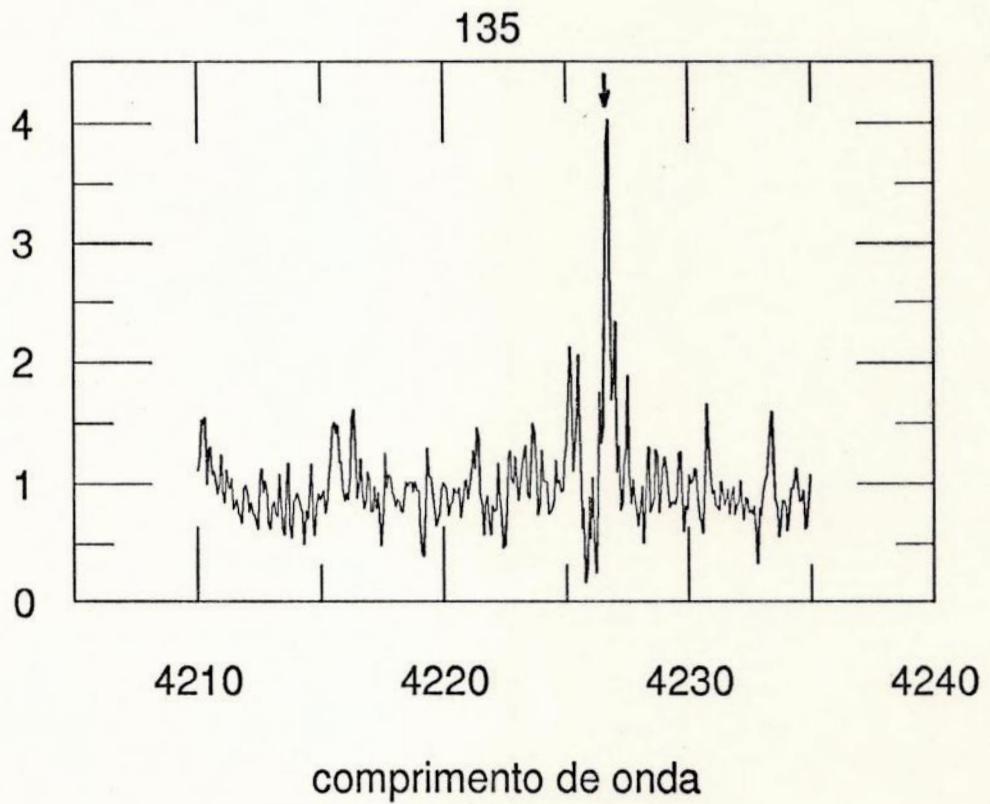
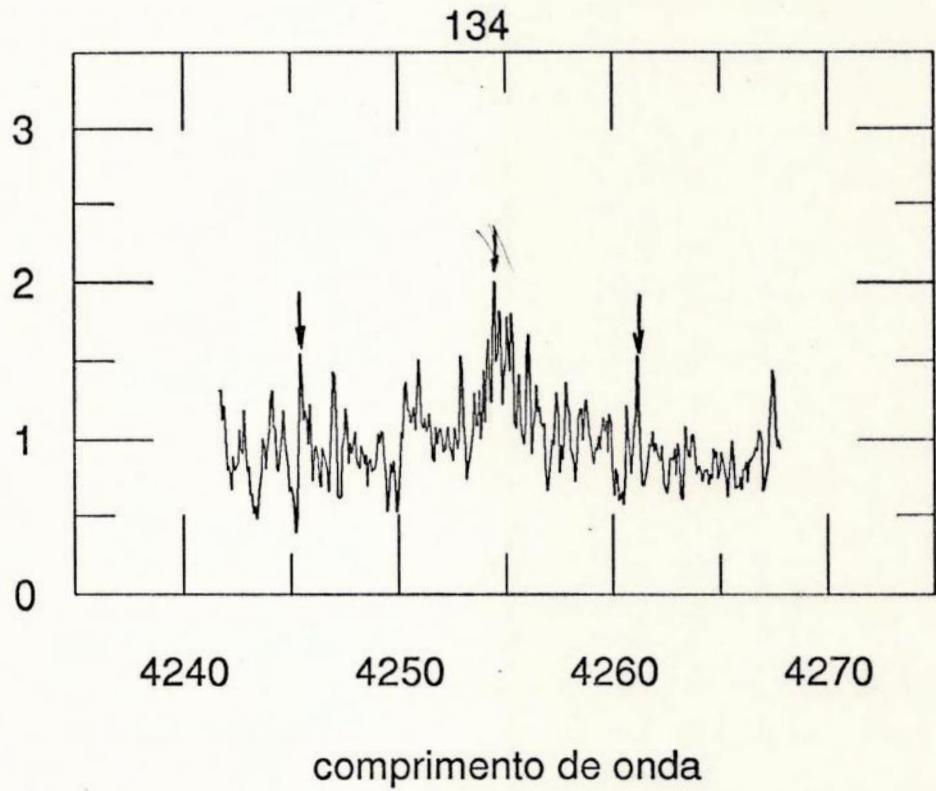


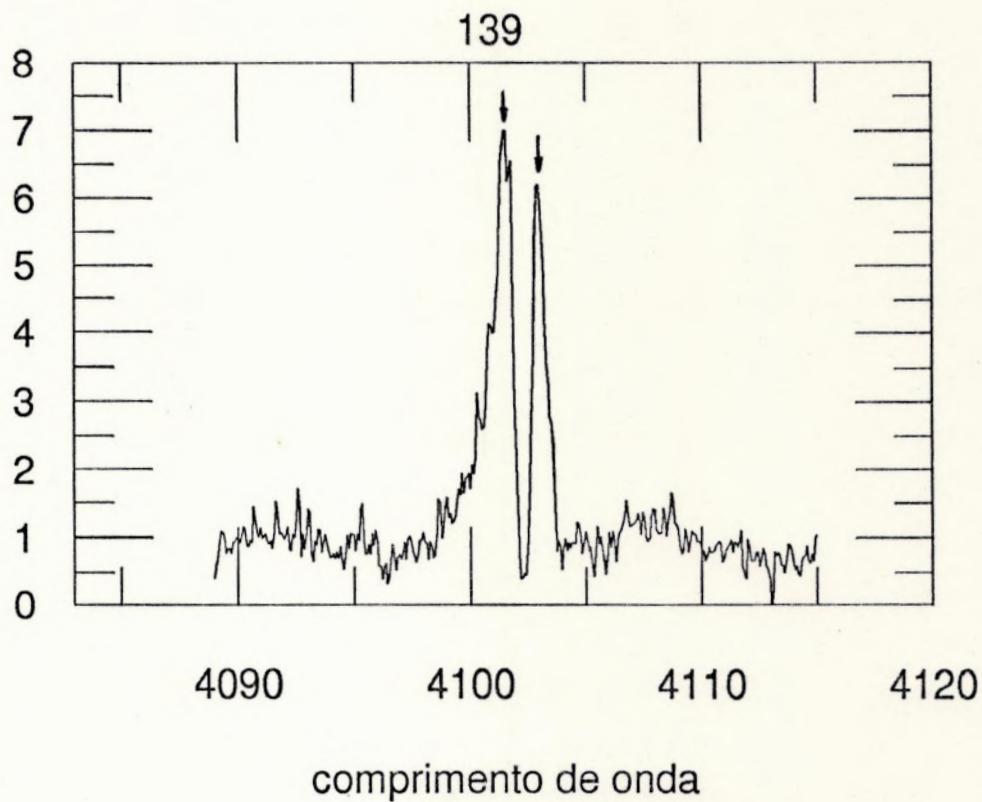












### IV.3 Tabela de Linhas Indicadoras

Apresentamos agora uma tabela das linhas que superaram o limite estabelecido para suas intensidades (tanto emissão como absorção virtuais) que conforme vimos é o dobro da amplitude do ruído de cada ordem. Nesta tabela  $\Phi$  denota o potencial de excitação de cada linha. Os traços indicam não haver identificação disponível no catálogo.

O número entre parênteses ao lado do comprimento de onda determina a origem da determinação da linha:

- (1) – Linha velada diferencialmente em AAtau e BPtau
- (2) – Emissão virtual apenas na AAtau
- (3) – Emissão virtual apenas na BPtau
- (4) – Absorção virtual

TABELA 2

# $\lambda$ (Å)	Elemento	$\Phi$ (eV)
(1) 5183.6	Mg I	2.72
(1) 5172.7	Mg I	2.71
(1) 5169.3	Fe I	4.07
(1) 5167.5	Fe I/Mg I	1.48/2.7
(1) 5041.4	C <sub>2</sub>	7.94
(4) 5039.9	Ti I	0.02
(1) 5038.4	Ti I	1.43
(1) 5035.9	Ti I/Ni I	1.46/3.65
(3) 5007.2	Ti I/Fe I	0.82/3.94
(3) 4991.0	Ti I	0.84
(3) 4967.9	Fe I/Sr I	4.19/1.85
(3) 4966.6	Co I	0.43
(3) 4959.1	-	-
(3) 4958.0 (4)	-	-
(1) 4923.9	Fe I	2.89
(1) 4922.3	Cr I	3.10
(2) 4881.2	-	-
(2) 4877.9	-	-
(1) 4829.3	-	-
(1) 4827.4	V I	0.04
(1) 4823.5	Mn I	2.32
(3) 4759.3	Ti I	2.25
(3) 4758.4	Ni I	3.85
(4) 4753.8 (2)	-	-
(4) 4742.6 (2)	V I	2.33

TABELA 2-continuação

# $\lambda$ (Å)	Elemento	$\Phi$ (eV)
(3) 4720.1	Fe II	3.20
(3) 4718.4	Cr I	3.19
(1) 4713.2	Fe II	2.78
(3) 4710.6	V I	2.13
(1) 4703.0	Mg I	4.34
(1) 4695.2	Cr I	2.98
(1) 4691.4	Fe I	2.99
(3) 4676.4	-	-
(1) 4673.3	Fe I	3.65
(2) 4646.4	V I	1.06
(3) 4639.7(4)	Ti I	1.75
(3) 4625.9	Cr I	3.85
(3) 4602.9	Fe I	1.48
(4) 4593.9(3)	Ce II	0.70
(3) 4592.5	Ni I	3.54
(3) 4586.2	-	-
(3) 4585.7	Si I	-
(1) 4583.7	Fe I	-
(1) 4571.1	Mg I	0.0
(3) 4565.3	Fe I	3.27
(3) 4563.7	Ti II	1.22
(1) 4555.4	Ti I	0.85
(4) 4554.0	Ba II	0.0
(1) 4552.6	Fe I	-
(1) 4549.6	Co I/Ti II	1.58/3.07

TABELA 2-continuação

# $\lambda$ (Å)	Elemento	$\Phi$ (eV)
(1) 4548.7	Ti I	0.83
(1) 4545.9	Cr I	0.94
(1) 4536.0	Ti I	0.84
(1) 4533.3	Ti I	0.85
(1) 4528.6	Fe I	2.18
(1) 4501.3	Ti II	1.12
(1) 4496.8	Cr I	0.98
(1) 4673.3	Fe I	3.65
(2) 4495.9	Fe I	3.65
(1) 4494.6	Fe I	2.20
(3) 4489.1	Ti I	1.74
(1) 4482.2	Fe I	0.11
(1) 4481.1	Mg II	8.86
(1) 4476.2	-	-
(3) 4466.7	V I	0.30
(1) 4427.6	-	-
(3) 4415.1	Fe I	1.61
(1) 4408.4	Fe I	2.20
(1) 4407.6	V I	0.29
(3) 4326.9	Ti I	0.81
(3) 4325.8	Fe I/Fe I	1.61/0.00
(3) 4314.9	Ti II	1.16
(4) 4307.9	Fe I/Ti II	1.56/1.16
(1) 4305.9	Ti I/CH	0.85/-
(2) 4260.4	Fe I	2.40

TABELA 2-continuação

# $\lambda$ (Å)	Elemento	$\Phi$ (eV)
(3) 4260.1	Fe I	3.07
(3) 4254.4	Cr I/V II	0.0/1.68
(3) 4250.8	Fe I	1.56
(2) 4245.3	Fe I	3.33
(1) 4226.6	Ca I	0.0
(3) 4104.8	Cr I	2.97
(3) 4103.6	Fe I	3.25
(2) 4102.9	Si I	1.91

#### IV.4 Temperatura da camada de interface

Nesta seção procuramos descrever de maneira simples, um estudo preliminar sobre a temperatura da camada de interface das estrelas AAtau e BPtau. Esperamos com isso, estabelecer um elo entre esta temperatura e o aumento do velamento na direção dos comprimentos de onda azuis.

Para chegar a este objetivo, o primeiro passo foi colocar a ETT de estudo como um corpo negro numa temperatura efetiva de 4000K (por ser esta temperatura usual para estrelas K7-M0) e supor que a camada de interface responda por toda a luminosidade em excesso, admitindo ainda, que esta emissão pode ser aproximada também por uma curva de planck.

Usando um programa do IRAF, construímos as planckianas. Este programa pede como dados de entrada a temperatura e o fluxo do contínuo para cada curva. De posse destes dois parâmetros livres (temperatura, fluxo) e sabendo que os modelos atuais dão conta de uma temperatura entre 7000 e 12000K para a camada de interface em estrelas TTauri, fomos mexendo sistematicamente nestes parâmetros. Tendo em mente que o fluxo do excesso de contínuo é uma fração do fluxo estelar, podemos escrever conforme visto em III.4 que

$$F_o = \alpha F_c$$

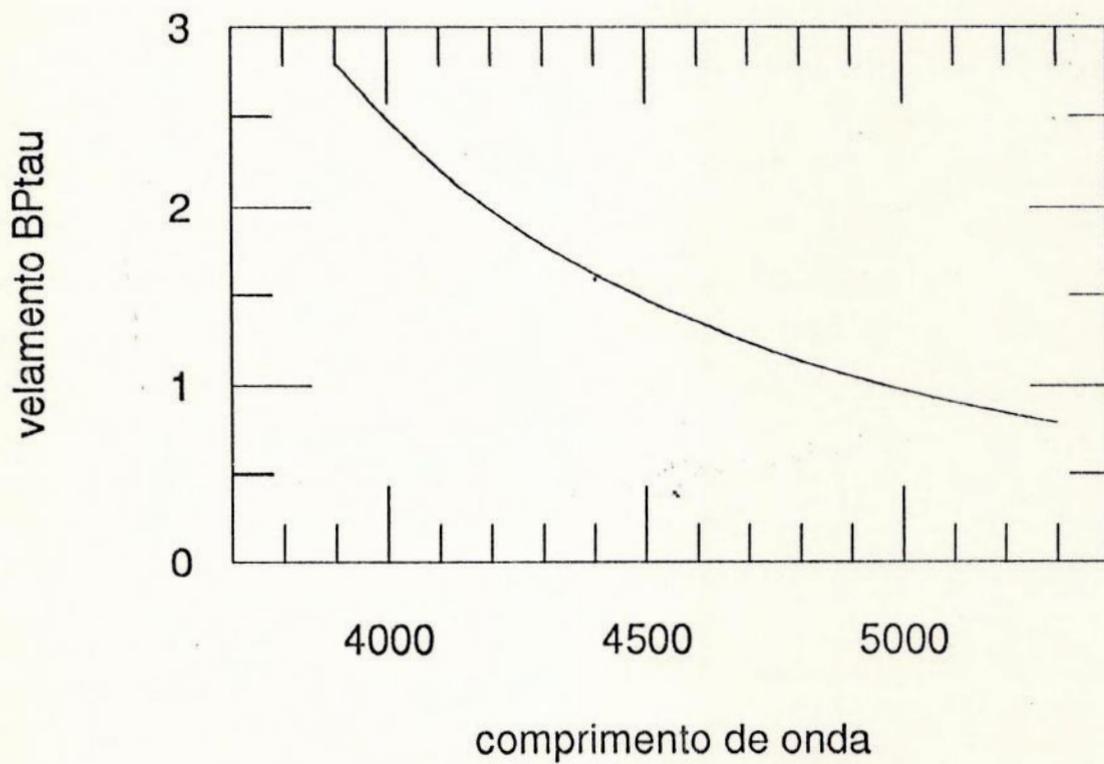
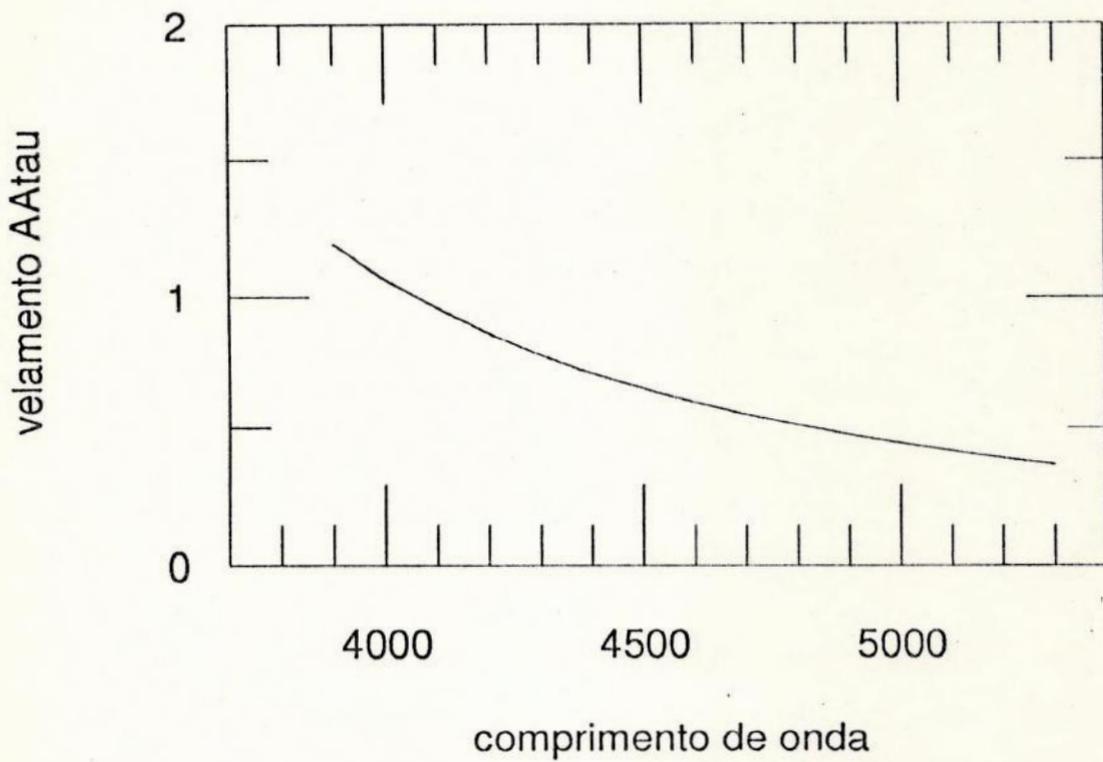
Vemos que o velamento nada mais é que a razão entre o excesso de contínuo e o fluxo do contínuo fotosférico. Assim, esperamos que dividindo a distribuição da estrela TTauri pela distribuição da emissão da camada de interface, encontremos uma curva semelhante (desde de que tenhamos ajustado os parâmetros de maneira adequada) às curvas de velamento que obtivemos pelo método de comparação de linhas empregado em nosso trabalho.

Por esta modelagem, encontramos as seguintes temperaturas para a camada de interface:

AAtau - 8000K

BPtau - 8500K

As Figuras seguintes ilustram as curvas de velamento obtidas por este modelo. Comparando com os gráficos de velamento, percebemos uma semelhança que de fato não é ideal. Entretanto, a tendência de aumento do velamento para menores comprimentos de onda permanece. Certamente o parâmetro crítico é a relação entre o fluxo fotosférico e o fluxo da camada de interface. Poderíamos continuar modelando efetuando variações adicionais nos fluxos, no entanto, nosso objetivo já foi minimamente alcançado. Vemos que o aumento do velamento está associado a uma região não fotosférica com temperaturas bem maiores que as encontradas nas fotosferas das ETT.



## V CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

A primeira conclusão esboçada a partir dos espectros de razão, é que a julgar pela quantidade e intensidade das linhas de emissão virtual, a estrela BPtau é a mais ativa. Além disso, verifica-se que alguns elementos encontram-se em maior abundância nas ETT, conforme evidenciado pelas linhas de absorção virtual.

A partir dos gráficos de velamento (Figuras 6 e 7), fica evidente a tendência do aumento do velamento no sentido dos comprimentos de onda menores, suportando a discussão feita na introdução deste trabalho. Este aumento em direção aos comprimentos de onda menores encontra uma explicação plausível se supomos uma região não fotosférica emitindo radiação à temperaturas bem maiores que a da própria fotosfera. Esta região segundo o estado de conhecimento atual, é a camada de interface, uma região de turbulência onde o material adicionado pelo disco encontra uma fotosfera estelar em geral, girando em velocidades inferiores à velocidade de rotação do disco de acréscimo. Procuramos fazer uma modelagem simples para a distribuição de energia do sistema a fim de deduzir a temperatura da camada de interface na AAtau e na BPtau. Tal modelagem aparentemente forneceu bons resultados diante do grau de incerteza que entra no cálculo de velamento pela comparação direta de linhas. Percebe-se também que tanto para a estrela AAtau como para BPtau, o gráfico de velamento apresenta um espalhamento que tende a aumentar conforme o valor do velamento aumenta. Nós entendemos que este espalhamento é resultado do fato de que para maiores velamentos, o centro da linha se aproxima do contínuo, ou em outras palavras, do nível do ruído. Assim sendo, para estes casos, qualquer medida fica sujeita à maior espalhamento. Além disso, nas regiões espectrais sujeitas à forte velamento, o número de linhas disponíveis para o cálculo diminui em vista da influência das intensas linhas em emissão, também portanto, contribuindo para o aumento do espalhamento verificado.

Neste momento é importante mencionar uma outra fonte de erros, talvez a mais importante. A questão é que para velamentos muito altos, no momento da avaliação deste, acabamos naturalmente tomando como linhas de cálculo, aquelas que são mais profundas, e que assim apresentam maior contraste.

Na indicação das linhas sujeitas ao preenchimento seletivo, destacam-se pela maior frequência, as linhas metálicas do FeI, TiI e CrI. Verifica-se também que aparentemente não há correlação entre o potencial de excitação das linhas indicadas e o correspondente velamento médio em torno da linha.

Com relação aos espectros de BPtau e AAtau, ficou patente após detalhado estudo, que estes consistem basicamente de:

- 1) Várias linhas de absorção (FeI na imensa maioria)
- 2) Intensos perfis em emissão que aumentam em intensidade em direção aos comprimentos de onda azuis.

A partir da tabela apresentada na seção IV.3, conclui-se também, que o método utilizado é eficiente na determinação de linhas espectrais sujeitas a preenchimento seletivo ou cromosférico. Foram encontradas 68 linhas com preenchimento seletivo. Concluímos também que as linhas de FeI e MgI são bons indicadores de atividade estelar visto que aparecem nos espectros de razão da AAtau e BPtau bem visíveis.

O fato de evidenciarmos estas linhas indicadoras significa que de fato nosso método permite a separação dos dois tipos de velamento discutidos durante o texto. Isto equivale a dizer que nosso procedimento é realmente eficiente na determinação do velamento contínuo e que a estrela de referência utilizada pode ser encarada como uma estrela TTauri desvela.

Um fato merecedor de destaque, é a semelhança dos gráficos de velamento por nós obtidos com os obtidos por Hartigan et al. (1991) e Basri & Batalha (1990).

Por fim, devemos salientar que as linhas identificadas podem ser usadas num estudo posterior numa maior quantidade de objetos para se construir uma relação de indicadores de atividade estelar.

## REFERÊNCIAS

- Adams, F. C. & Shu, F. H. 1986, *Astrophys. J.*,308,836
- Appenzeller, I., Jankovics, I. & Östreicher, R. 1984, *Astron. Astrophys.*,141,408
- Appenzeller, I. & Mundt, R. 1989,*Astron. Astrophys. Rev.*,1,291
- Basinska-Grzesik, E. & Mayor, M. 1977.*Chemical and Dynamical Evolution of Our Galaxy*  
**IAU Colloquium No.45.**
- Basri, G., Wilcots, E., & Stout, N.,1989, *Pub. A.S.P.*,101,528.
- Basri, G. & Batalha, C. 1990, *Astrophys. J.*,363,654.
- Bastian, U., Finkenzeller, U., Jascheck, C., & Jascheck, M. 1983,*Astr. Ap.*,126,438.
- Bertout, C., Basri, G. & Bouvier, J. 1988, *Astrophys. J.*,330,350.
- Bertout, C. 1989, *Ann. Rev. Astr. Astrophys.*,27,351.
- Bouvier, J., Bertout, C., Benz, W., & Mayor, M. 1986, *Astr. Ap.*,165,110.
- Bouvier, J. & Bertout, C. 1989,*Astron Astrophys.*,211,99
- Cabrit, S., Edwards, S., Strom, S. E. & Strom, K. M. 1990, *Astrophys. J.*,354,687
- Calvet, N. & Abarrán, J. 1984, *Rev. Mexicana, Astron. Astrof.*,9,35.

Calvet, N., Basri, G., & Kuhi, L. V. 1984, *Ap. J.*,277,725.

Cohen, M. & Kuhi, L. V. 1979, *Astrophys. J. Suppl.*,41,743

Edwards, S., Cabrit, S., Strom, S. E., Heyer, I., Strom, K. M. & Anderson, E. 1987,  
*Astrophys. J.*,321,473

Finkenzeller, U. & Basri, G. 1987, *Ap. J.*,318,823

Giampapa, M. S., Worden, S. P. & Gilliam, L. B. 1979, *Astrophys. J.*,229,1143

Hartigan, P.,Hartmann, L., Kenyon, S., Hewet, R. & Stauffer, J. 1989,  
*Astrophys. J. Suppl.*,70,899.

Hartigan, P., Hartmann, L., Kenyon, S., Hewett, R. & Skrutskie, M. F.  
1990, *Ap. J.*,354,L25.

Hartigan, P, Kenyon, S., Hartmann, L., Strom, S. E., Edwards, S., Welty,  
A. D. & Stauffer, J. 1991,*Astrophys. J.*,382,617

Hartmann, L., Hewett, R., Stahler, S., & Mathieu, R. D. 1986,*Ap. J.*,309,275.

Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1987b, *Ap. J.*,322,393

Herbig, G. H. 1962, *Adv. Astro. Ap.*,1,47.

Herbig, G. H. 1970, *Mem. R. Soc. Liege Ser. (5)* 9,13

Joy, A. H. 1945, *Ap. J.*,102,168.

Kuhi, L. V. 1964, *Astrophys. J.*,**140**,1409

Labonte, B. J. 1986, *Astrophys. J. Suppl.*,**62**,229

Linsky, J. L., Worden, S. P., McClintock, W. & Robertson, R. M. 1979,

*Astrophys. J. Suppl.*,**41**,47

Lynden-Bell, D. & Pringle, J. E. 1974, *Mon. Not. Roy. Astron Soc.***168**,603.

Moore, C. E., Minnaert, M. G. J. & Houtgast, J.; *The Solar Spectrum 2935Å to 8770Å -*

National Bureau of Standards Monograph 61, 1966

Rucinsky, S. M. 1985, *A. J.*,**90**,2321.

Rydgren, A. E. & Zak, D. S. 1986, *Publ. Astr. Soc. Pacific*,**99**,141

Shu, F. H., Adams, F. C. & Lizano, S. 1987, *Ann. Rev. Ast. Ap.*,**25**,23

Strom, S. E. 1983, *Revista Mexicana Astr. Astrofis.*,**17**,73

Strom, K. M., Strom, S. E., Edwards, S., Cabut, S. & Strutskie, M. F. 1989a, *Astron. J.*,**97**,1451

Vogt, S. S. 1987, *Pub. A.S.P.*,**99**,1214.

Walter F. M., Brown A., Mathieu R. D., Myers P. C., & Vrba F. J. 1988, *Astr. J.*,**96**,297.