

Projeto para Conclusão do Curso de Astronomia

U.F.R.J. — Instituto de Geociências

Depto. de Astronomia

Julho de 1991



Atividade Cromosférica em Estrelas T Tauri

Aluno: Marco Aurélio Ortega Terra

Orientador: Dr. Celso Corrêa Batalha — CNPq / O.N.

Índice

Resumo	3.
INTRODUCAO GERAL	
I Estrelas T Tauri	5.
<i>Propriedades Espectrais</i>	6.
<i>Velamento das Linhas Espectrais</i>	10.
II O Disco Circunstelar em ETT	12.
<i>A Influência do Disco no Espectro de ETT</i>	13.
III Atividade Estelar	16.
<i>Regiões Ativas</i>	17.
<i>Atividade em Atmosferas Estelares</i>	18.
METODOLOGIA	
IV Análise Diferencial	21.
<i>Validade do Método</i>	21.
<i>Correção para o velamento das Linhas</i>	25.
V Análise de Dados	28.
<i>Observações</i>	28.
<i>Suporte Computacional</i>	29.
<i>Traçado do contínuo</i>	29.
<i>Cálculo de larguras equivalentes</i>	30.
<i>Ruído</i>	38.
<i>Diferença de metalicidade</i>	46.
<i>Diferença de tipo espectral</i>	46.
RESULTADOS E DISCUSSÃO	
Introdução	49.
Velamento de AA e BP Tauri	50.
Espectros de Razão	54.
Linhas espectrais com preenchimento seletivo	72.
CONCLUSÃO	73.
Referências Bibliográficas	75.
Agradecimentos	79.

Índice de Gráficos e Espectros

Velamento de BP Tauri (método de Larguras Equivalentes)	39.
Gráficos de Velamento (método de Larguras Equivalentes)	
AA Tauri	40 - 42
BP Tauri	43 - 45
Gráficos de Velamento (método de Inspeção Visual)	
AA e BP Tauri	52.
Espectros de Razão	
AA Tauri	55 - 61
BP Tauri	62 - 68
Indicadores Clássicos de Atividade: Ca II e He I	72.

Índice de Tabelas

1. Linhas espectrais de AA Tauri	32.
2. Linhas espectrais de BP Tauri	34.
3. Linhas espectrais da Estrela Padrão	36.
4. Valores de velamento pelo método de Larguras Equivalentes	39.
5. Valores de velamento contínuo pelo método de Inspeção Visual	50.
6. Linhas espectrais com preenchimento seletivo	72.

Resumo

Este trabalho tem o propósito de verificar que linhas espectrais em absorção podem ser utilizadas como indicadores de atividade estelar em uma estrela T Tauri (ETT) † clássica. Os espectros estelares utilizados são de AA Tauri e BP Tauri que cobrem a faixa espectral de 5000 até 7000Å . A atividade estelar fica estabelecida após cumpridas três etapas na análise dos espectros:

1- Primeiramente, eles são comparados ao espectro de uma estrela padrão (EP) de tipo espectral semelhante ao deles, a fim de se corrigir o efeito de velamento contínuo das linhas espectrais (a ser explicado adiante);

2- Em seguida monta-se um *Espectro de Razão* a partir dos espectros de AA e BP Tauri e da estrela padrão. Se houver um preenchimento seletivo de algumas linhas espectrais, o *espectro de Razão* se apresentará com um perfil em emissão; caso contrário, teremos este espectro ausente de linhas. Em outras palavras, havendo uma produção adicional de fótons da linha na alta fotosfera e cromosfera estelar, a partir de regiões ativas, algumas linhas intensas em absorção (formadas na fotosfera) são preenchidas, ficando evidenciadas no *espectro de Razão* que montamos.

3- O grau de atividade cromosférica, obtido a partir do *espectro de diferença* pode ser comparado às intensidades dos indicadores clássicos de atividade tais como o tripleto infravermelho do CaII e o hélio a 5876Å . As linhas espectrais preenchidas necessariamente estarão correlacionadas com o grau de atividade cromosférica e, assim, poderemos demonstrar que elas são boas indicadoras de atividade estelar.

† doravante, Estrelas T Tauri

Este trabalho de fim de curso está dividido em quatro unidades: A *Introdução Geral* aborda as características de ETT e a atividade estelar. Na *Metodologia* descrevemos as técnicas empregadas para ressaltar as linhas preenchidas por atividade estelar. E por fim, nas unidades *Resultados e Discussão*, e *Conclusão* estão apresentados nossos comentários e conclusões dos resultados obtidos.

INTRODUCAO GERAL

I Estrelas T Tauri

Em 1852, a estrela T Tauri era descoberta por James Russel Hindt, um engenheiro civil que se tornou astrônomo e trabalhou no observatório particular de Bishop — um bem sucedido homem de negócios de Londres. A descoberta da estrela foi na realidade o resultado da descoberta de uma nebulosa brilhante, mais tarde denominada “Nebulosa de Hindt” (NGC 1555), e iluminada pela T Tauri. Esta nebulosa apresentou variações de brilho consideráveis em 1855 e 1861/62, e tornou-se o mais bem documentado exemplo de nebulosa variável.

Desde a sua descoberta, eram reservadas surpresas a todo astrônomo que observasse a estrela T Tauri. Ao fim do século XIX, a nebulosa de reflexão de Hindt era pequena e redonda, distanciada de aproximadamente 30" a sudoeste da estrela. Por vezes ela desaparecia por completo, mas, nos anos 30, ela brilhou intensamente. Atualmente, a nebulosa se estende de noroeste para sudoeste de T Tauri. Variações na luminosidade da Nebulosa de Hindt e o aparecimento e desaparecimento de outra nebulosa vizinha (tal como NGC1554) podem significar o movimento de glóbulos de matéria próximos a estrela.

Em 1890, S.W. Burnham, utilizando o refrator de 36 polegadas no Observatório de Lick, identificou por engano uma pequena nebulosa em emissão que ele supunha ter descoberto próxima a Nebulosa de Hindt. Esta confusão deveu-se a uma falsa posição de T Tauri no *Bonner Durchmusterung Katalog*, quando a estrela encontrava-se em seu mínimo de brilho e não estava visível na época. Cinco anos mais tarde, E. E. Barnard afirmou que a nebulosa

observada por Burnham de fato circundava T Tauri. Em 1897, Barnard testemunhou uma erupção em larga escala na nebulosa.

Propriedades Espectrais

Joy foi quem definiu a classe de ETT em 1945; ele descreveu onze estrelas cujas propriedades eram semelhantes entre si, mas diferentes o bastante de outras estrelas variáveis conhecidas. Sua classificação seguia o seguinte critério :

1. Apresentar variação irregular no brilho em torno de três magnitudes;
2. ser do tipo espectral F5-G5 com linhas em emissão parecidas com as da atmosfera solar;
3. ser de baixa luminosidade;
4. estar associada com nebulosas brilhantes ou escuras.

Herbig (1962) refinou estes critérios insistindo que para classificar uma estrela como ETT, dever-se-ia seguir apenas as seguintes propriedades espectroscópicas :

1. Presença de linhas de hidrogênio e das linhas H e K [†] em emissão;

[†] Linhas de Fraunhofer H e K: $\lambda\lambda 3968,5$ e $3933,7\text{\AA}$ do Ca II, respectivamente.

2. Presença de linhas em emissão do Fe I fluorescente — $\lambda\lambda 4063, 4132\text{\AA}$ — presentes (eles foram encontrados somente em estrelas ETT);

3. Presença de linhas em emissão $\lambda\lambda 4068, 4076\text{\AA}$ do [S II] † normalmente presentes (mas não sempre). Eventualmente as linhas do [S II] $\lambda\lambda 6717, 6731\text{\AA}$ e do [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363\text{\AA}$ também são encontradas;

4. a presença de forte absorção da linha do Li I — $\lambda 6708\text{\AA}$ — pode constituir um critério primário de seleção, naquelas estrelas em que se pode observar um espectro de absorção. (Obs.: Esta linha tem sido utilizada com sucesso por Strom *et al.* (1989) e de la Reza *et al.* (1989). Porém, em algumas ETT sujeitas a forte velamento, esta linha pode estar sujeita a um forte preenchimento e, principalmente, não ser detectada nos espectros de baixa resolução.)

Herbig (1962) notou ainda que todas as estrelas com as propriedades espectrais acima definidas eram variáveis irregulares, associadas a nebulosidades, o que tornava redundantes os critérios (1) e (4) de Joy.

Ambartsumian (1947) foi o primeiro a sugerir que as ETT são estrelas jovens — $< 10^7$ anos — de baixa massa — $< 3 M_{\odot}$ — e que não chegaram ainda à Sequência Principal. Os argumentos que asseguram a hipótese de que elas sejam tão jovens são :

1. Elas são encontradas em grupos denominados associações T, localizados em regiões de nebulosidade, e associadas a estrelas OB, o que sugere que as ETT componham a contraparte pouco massiva em formação das estrelas OB.

† [SII] significa *linha proibida de enxofre uma vez ionizado*

2. Herbig (1977) comparou a velocidade radial de 50 ETT com suas respectivas nuvens moleculares de origem, utilizando medidas de linhas de CO e H₂CO, e concluiu que as estrelas não estavam se movendo em relação a elas. Isto indicava que as estrelas eram muito jovens para terem tido tempo de se dispersarem, distanciando assim do locus de formação .

Os próximos dois argumentos são dependentes de modelos, mas são, sem dúvida nenhuma, plausíveis:

3. A comparação do Diagrama Hertzsprung-Russel das associações T com as trilhas evolucionárias Pré-Sequência-Principal teóricas (Walker 1956, Cohen e Kuhl 1979) confirmam a jovialidade destes aglomerados, apesar de surgirem alguns problemas quando tenta-se precisar idades com este tipo de avaliação .

4. O critério (4) de Herbig (1962) é também uma prova da jovialidade destes objetos uma vez que Skumanich (1972) demonstrou que a intensidade da linha de lítio decresce com o inverso da raiz quadrada da idade estelar. Este efeito deve-se à mistura convectiva, onde o lítio é destruído durante a queima de hidrogênio que acontece na Sequência Principal. Zappala (1972) analisou a abundância de lítio em poucas ETT e concluiu que estava de acordo com a abundância original do meio interestelar.

A maioria das ETT mostram um H α moderado ($< 30\text{\AA}$) e linhas em emissão H e K do CaII, superpostas a um espectro de absorção fotosférico quase normal (isto foi evidenciado em uma pesquisa de 500 ETT procedida por Cohen e Kuhl - 1979). As estrelas com características mais pronunciadas de T Tauri têm numerosas e intensas linhas em emissão. Nas T Tauri "extremas" as linhas em emissão cobrem o espectro completamente e nenhuma absorção é visível em espectros de baixa resolução. Elas representam um máximo de 10% da população de ETT, não obstante são as mais estudadas. A razão disto é histórica, pois no

início das pesquisas sobre ETT, apenas aquelas que possuíam $H\alpha$ em emissão intenso e as mais luminosas eram estudadas.

Estrelas T Tauri possuem elevada metalicidade. Elas podem ser encontradas imersas em nuvens moleculares — *locus* de formação estelar. Nuvens moleculares vem sendo enriquecidas por gerações de estrelas que evoluem em suas imediações e enriquecem o meio interestelar com metais. Deste modo, as novas estrelas que lá nascem são necessariamente mais ricas comparadas com aquelas mais antigas. Quando uma estrela sai da fase T Tauri e entra na Seqüência Principal, consome o lítio (destruído na fase de queima de Hidrogênio), dissocia as moléculas e afasta o material circunstelar remanescente da nuvem por pressão de radiação .

As ETT são estrelas fracas — tipicamente mag. 12 — e seu brilho varia irregularmente. Esta variação pode ser de uma fração de magnitude em escala de tempo de horas ou dias, como de 2 a 3 magnitudes em escala de tempo de meses ou anos. Há estrelas da classe que exibem variações mais dramáticas. As ETT são, em sua maioria, do tipo espectral K ou M. Fotometricamente, observa-se nas ETT clássicas excessos de fluxos na faixa do UV (ultra-violeta), um pouco no óptico e bastante no IV (infra-vermelho), devidos a fontes não estelares.

Recentemente, T Tauri tem intrigado astrônomos mais por causa de sua tendência em representar pouco as estrelas de sua classe, apesar de ser referida como o protótipo delas. Sua diferença das demais ETT provém da detecção de moléculas de H_2O e H_2 em sua vizinhança, bem como do seu acentuado excesso de fluxo no infra-vermelho (40 a 150 μm); este excesso não pode ser explicado pela pura re-emissão térmica dos fons estelares do óptico e do ultra-violeta pelos grãos de poeira circunstelar. T Tauri também é mais luminosa na faixa rádio do que as outras de sua classe. ✓

Em 1982, Dick *et al.* (1982) descobriram que T Tauri era uma estrela dupla, ✓ cujas componentes encontram-se na direção norte-sul, distanciadas de $0''6$. Dick utilizou-se de técnicas interferométricas de "speckle" no infra-vermelho próximo para a sua descoberta. A partir de seus dados, não era possível saber qual das componentes era a óptica. No mesmo período, Cohen *et al.* (1982) mapeou a região de T Tauri em 4885 GHz por uma rede muito larga de rádio-telescópios, e notou que a posição da intensa fonte rádio não coincidia com a estrela óptica. Trabalhos astrométricos realizados por De Vegt (1982) e Hanson *et al.* (1983), permitiram concluir que a estrela óptica está localizada $0''7 \pm 0''1$ ao norte da intensa rádio-fonte; Hanson *et al.* (1983) propôs que a companheira infra-vermelha fosse a responsável em grande parte pela emissão rádio, enquanto que a T Tauri Norte seria a componente óptica. ? Deste modo, o grande excesso no infra-vermelho distante observada em T Tauri seria originado provavelmente da radiação óptica emitida pela T Tauri Sul, que é re-emitida termicamente pelos grãos de poeira na nuvem molecular. Na faixa rádio, as observações se estendem de 2,7 a 15 GHz e com elas determinam-se várias propriedades da região ionizada que produz tal radiação.

Velamento das Linhas Espectrais

O velamento das linhas trata-se de um processo de preenchimento das linhas espectrais em absorção cujo efeito é o de reduzir a profundidade destas linhas (vide "*Correção para o velamento das linhas espectrais*"). O termo velamento se refere ambigüamente a dois fenômenos distintos que não podem ser separados pela inspeção sumária de alguns perfis de linhas:

a) o preenchimento seletivo de linhas espectrais devido a atividade estelar (Linsky *et al.*, 1979);

b) a emissão de um contínuo que recobre o espectro de absorção — velamento contínuo.

A primeira conclusão esboçada a partir da existência de velamento é a presença de uma região não fotosférica nas atmosferas destas estrelas que adiciona ftons no perfil da linha.

Com o velamento, o tipo espectral de uma ETT pode variar em até três subclasses quando ela é analisada em diferentes regiões do espectro; isto é, o tipo espectral encontrado na região do azul pode ser seqüencialmente anterior ao encontrado na região do vermelho. Por ilustração, consideremos a faixa espectral azul que sofre bastante os efeitos do velamento. Nesta faixa, o fluxo de radiação medido será maior que o medido em uma outra região espectral onde não haja ação do velamento, e portanto, a estrela parecerá alí mais quente que de fato o é.

→ ETT com e sem disco circunstelar ...

Evidências indiretamente sugerem que as ETT clássicas possuam disco circunstelar, e que a sua presença e interação com a estrela possam ser responsáveis pelas propriedades ópticas observadas: por exemplo, o excesso no infra-vermelho (IV) e no ultra-violeta (UV). Originalmente, este *modelo de disco* foi proposto independentemente por Walker (1972), para explicar as propriedades de um sub-grupo de ETT clássicas (estrelas YY Orionis), e por Lynden-Bell e Pringle (1974) em seu clássico artigo sobre “discos de acréscimo”.

Sabia-se há muito tempo da presença do pó circunstelar em ETT clássicas (e.g. Mendoza 1966; 1968), mas só recentemente ficou claro que ele não deveria estar distribuído isotropicamente em torno delas (Cohen, Kuhi 1979).

A primeira evidência de que o pó está localizado na forma de um disco em vez de um envoltório aproximadamente esférico em torno da estrela, é extraída de observações de fontes IRAS [†] procedidas por Myers *et al.* (1987). Elas mostram que a quantidade necessária de pó circunstelar para explicar o excesso do infra-vermelho no espectro não é compatível com os valores baixos observados da extinção óptica.

Outra evidência encontra-se nos dados de polarização. Bastien e Ménard (1987) demonstraram que os mapas de polarização linear, observados em objetos estelares jovens, evidenciam o alinhamento de grãos e portanto a presença de um mecanismo de polarização. Eles também mostraram que os mapas de polarização linear e de polarização circular, recentemente detectados de algumas ETT clássicas, são explicados por um modelo de disco. Neste modelo, a

[†] InfraRed Astronomical Satellite. Diz-se fontes IRAS a objetos com emissão na região do I.V., e observados/catalogados por este satélite.

radiação estelar é primeiramente espalhada em um envoltório de pó opticamente fino e depois, espalhada por um disco geometricamente fino mas opticamente espesso.

Uma evidência indireta da presença de discos estendidos ao redor de ETT Clássicas pode ser vista nos perfis de [OI] e [SII]. As linhas proibidas evidenciam primariamente a parte exterior do vento estelar, pois são formadas em regiões de baixa densidade. Como elas têm uma probabilidade de absorção baixa, o que significa que elas são opticamente finas, o problema de formação destas linhas é bastante simplificado. Elas formar-se-ão em regiões de baixa densidade, onde a probabilidade de colisões é menor que a probabilidade de transição espontânea. As observações revelam que as emissões proibidas são deslocadas somente para o azul; isto sugere que a emissão deslocada para o vermelho esteja bloqueada por um disco circunstelar opticamente espesso. Esta conclusão, a qual não depende de detalhes nos modelos de disco ou vento, foi mostrada por Appenzeller, Jankovics e Östreicher (1985).

A Influência do Disco no Espectro de ETT

De início, os modelos consideravam apenas discos *passivos*, isto é, discos que absorviam a radiação óptica e UV proveniente da estrela e, depois, reemitiam termicamente no IV (Adams e Shu, 1986). Apesar de a estrela ser a única fonte de energia, o fluxo bolométrico observado do sistema estrela/disco pode ter valores superiores em 50% ao fluxo fotosférico estelar. Isto é possível porque a radiação que jamais chegaria ao observador, por estar indo à outra direção, é agora redirecionada pelo disco na direção do observador. Adams e Shu (1986) mostram que a distribuição radial resultante de temperatura no disco é da forma $T(r) \propto r^{-\frac{3}{4}}$, a longas distâncias da estrela. Deste modo, o espectro infra-vermelho observado será dependente somente do ângulo de visada do disco, porque não há dependência em altura nem em azimute (simetria cilíndrica aplicada a discos). Estes modelos explicam bem o excesso no

infra-vermelho de muitos objetos estelares jovens (Adams, Lada e Shu, 1987), entretanto não explicam os fortes excessos no UV e azul, tipicamente observados em ETT clássicas, nem as intensas luminosidades no IV próximo encontradas em algumas estrelas.

Devemos sublinhar o fato de haver dificuldades em atribuir estes excessos às emissões cromosféricas de tipo solar somente. A fim de se dar conta dos excessos no UV e no IV, deve-se postular um outro processo físico que esteja ocorrendo no disco. A solução deste problema está em admitir que o disco seja *ativo*, isto é, ele acrescenta matéria na estrela — uma conseqüência natural da dissipação de energia gerada dentro do disco por aquecimento radiativo e mecânico *. Lynden-Bell e Pringle (1974) foram os primeiros a sugerir que um disco viscoso, que acrescenta matéria à estrela, poderia dar conta dos excessos de fluxo observados nas ETT clássicas.

De posse de mais esta hipótese, teremos então uma luminosidade adicional no IV proveniente do acréscimo de matéria na estrela pelo disco:

A *luminosidade de acréscimo* é dada por $L_{acc} = GM_{\star}\dot{M}_{acc}/R_{\star}$, onde R_{\star} é o raio estelar, M_{\star} é a massa estelar, e \dot{M}_{acc} é a taxa de acréscimo no disco, (Bertout *et al.*, 1988). Metade desta luminosidade é emitida pelo disco juntamente com a luminosidade reprocessada da radiação estelar. L_{acc} expressa a dissipação de energia gerada pelo acréscimo de matéria na estrela, devido à interação gravitacional entre o disco e a estrela.

A outra metade da *luminosidade de acréscimo* é dissipada na região em que o disco encontra-se com a fotosfera estelar; nesta região, comumente chamada de *Camada de Fronteira (Boundary Layer)*, a matéria do disco — girando a $\approx 200\text{km/seg}$ — é freada até velocidades fotosféricas — tipicamente $10 - 30 \text{ km/seg}$ — de forma turbulenta. Nisto á uma grande dissipação de energia que, como resultado, produz um excesso na faixa do UV e óptico.

* Disco auto-luminoso. Note que, se pudéssemos suprimir a estrela das medidas fotométricas e analisássemos apenas o disco, observaríamos apenas uma emissão no IV .

A existência de um disco ativo explica satisfatoriamente as propriedades ópticas da maioria das ETT clássicas. Entretanto, cabe às atividades atmosféricas complementar o que observamos nelas, com relação a variações quasi-periódicas da curva de luz ou do fluxo emitido por determinadas linhas.

III Atividade Estelar

A compreensão dos eventos que ocorrem nas atmosferas estelares muito deve aos estudos do Sol — uma estrela de tipo G2 V. Devido a sua proximidade podemos entender o comportamento do plasma cósmico e das estrelas em geral.

A atividade estelar é delineada pelo conjunto de características transitórias que são observadas na atmosfera estelar. Coexistindo em uma atmosfera dita tranqüila encontramos *regiões ativas*.

As *regiões ativas* apresentam-se como *plages* brilhantes de emissão na faixa equatorial a $\pm 30^\circ$ do Equador solar; as *plages* são concentrações moderadas de fluxo magnético de ≈ 100 Gauss. Em regiões ativas antigas encontramos áreas escuras de intenso campo magnético chamadas de *manchas*. Próximas a estas áreas observamos ocasionalmente regiões brilhantes de intensa emissão designadas *flare*. O *flare* representa uma violenta instabilidade de parte do campo magnético em *região ativa* resultando, com isto, em uma grande liberação de energia. Além destas três características atmosféricas, observamos laços escuros e finos de plasma distantes de *regiões ativas*, chamados de *filamentos* ou *proeminências*.

Todas as formas de atividade acima devem sua existência ao *campo magnético*, ou seja, elas representam os diferentes modos com que o plasma solar se corresponde com a estrutura delineada por este campo. Estas áreas de atividade são responsáveis por aspectos observados no espectro de ETT clássicas.

Regiões Ativas

As vidas de regiões ativas solares têm sido sumariadas por Svetska (1976) e as atuais teorias sobre suas estruturas são apresentadas por Orral (1981). Quando um novo fluxo magnético emerge na fotosfera como uma *região de fluxo emergente*, a atmosfera é então aquecida e produz um *ponto brilhante* na faixa do raio-X. A maioria destes pontos desaparecem em menos de um dia, mas às vezes o fluxo magnético do cinturão equatorial continua a emergir fazendo com que um ponto brilhante se torne em uma região ativa.

Regiões de fluxo emergente aparecem freqüentemente dentro de ou próximas a uma região ativa já existente e, algumas vezes, elas formam o primeiro estágio de uma nova região. Elas são bi-polares e inicialmente dão origem a uma pequena *plage* (observada em $H\alpha$) conectada por poucos e escuros filamentos. Depois de um dia, a região bi-polar consistirá normalmente de um par de manchas ligadas por um sistema de laços escuros denominado por *sistema de filamentos em arco*. Após 3 ou 4 dias, uma região ativa bem desenvolvida com uma *plage* brilhante no $H\alpha$ poderá ter 200.000 km de extensão. Ela continua a crescer e chega à sua máxima atividade em 10 ou 15 dias. Regiões ativas possuem comumente uma mancha grande e regular — *p-spot* — acompanhada por uma outra de tamanho comparável — *f-spot*. Em um desenvolvimento típico destas regiões, quase todas as manchas terão desaparecido após uma rotação solar.

O decaimento de uma região ativa é muito mais lento que o seu surgimento, e é marcado por uma lenta dissipação de fluxo magnético. A *plage* continua a crescer em tamanho e a incidência de flares decresce bastante, a menos que a região recobre sua atividade estimulada por um novo fluxo emergente.

Regiões ativas jovens tendem a se desenvolver próximas a uma região ativa já existente ou remanescente, dando origem a complexos de atividade. Estes complexos podem persistir por anos e tem rotação igual à da estrela.

Atividade em Atmosferas Estelares

A atividade estelar tem sido estudada principalmente a partir de linhas em emissão produzidas pelo aquecimento não-radiativo na cromosfera, de regiões de transição, e de coroas de estrelas com envoltórios convectivos externos.

O estudo de atividades cromosféricas tem sido ligado ao estudo de evolução estelar (Vaughan e Preston, 1980; Soderblom, 1986), aos modelos de Dínamo (Durney, Mihalas e Robinson, 1981; Gray, 1982) e à estratificação de atmosferas estelares (Linsky 1980). Trabalhos realizados sobre T Tauri (Bertout, 1989), estrelas de Seqüência Principal (Noyes *et al.*, 1984; Simon e Fekel, 1987), e estrelas pós-Seqüência-Principal (Basri, Laurent e Walter, 1985; Rutten, 1987), confirmaram que a atividade cromosférica está conectada com a rotação da estrela e com a convecção em seu interior. O Efeito Dínamo, resultante da interação entre a rotação diferencial e convecção, explica a intensa atividade magnética em ETT. A atividade e a rotação declinam com a idade como sugerido por Wilson (1963), Kraft (1967), e por Skumanich (1972). A maioria destes trabalhos em atividade estelar envolveu a determinação da contribuição cromosférica das linhas H e K do CaII, por causa da facilidade de se obter tais dados em observatórios baseados na superfície terrestre.

Neste processo, subtrai-se a contribuição fotosférica nas linhas H e K (Blanco *et al.*, 1987; Middlekoop, 1982), o que nem sempre é fácil. A fim de se determinar a contribuição fotosférica, baseia-se na hipótese de que as asas das linhas H e K e uma pequena mas incerta

fração do núcleo das linhas são fotosféricas em origem (Linsky e Ayres, 1978; Noyes *et al.*, 1984). Uma vez determinada a contribuição da fotosfera, o restante do fluxo nas linhas H e K é de origem cromosférica e será utilizado para medir o grau de atividade estelar. A intensidade dos núcleos das emissões é utilizada para quantificar o nível de atividade estelar e a variação das linhas servirá para determinar mudanças temporais na atividade, bem como o período de rotação estelar.

Deve-se frisar que a maior parte da dissipação não-radiativa que ocorre em atmosferas estelares tem lugar na alta fotosfera (Ulmschneider *et alii*, 1978; Linsky, 1985). Entretanto, este fato não influencia significativamente o espectro observado já que os efeitos da dissipação mecânica na alta fotosfera são desprezíveis frente à dissipação radiativa - convectiva. O motivo disto é que as altas densidades na fotosfera dão-lhe grande capacidade térmica. Portanto, qualquer mudança de temperatura proveniente de aquecimento mecânico e.g. é muito menor na fotosfera do que as variações ocorridas em regiões de baixa densidade nas altas atmosferas (LaBonte, 1986).

A determinação inicial do nível de atividade estelar provém do cálculo dos fluxos do CaII — linhas H e K. Seguindo o processo descrito acima, deveremos nos preocupar com o nível do contínuo o qual afetará o valor da profundidade medida das linhas espectrais. Neste sentido, Finkenzeller e Basri (1987) investigaram o efeito de preenchimento de linhas fotosféricas pela contribuição cromosférica em estrelas Pré-Sequência-Principal. A partir de uma amostra de ETT pouco ativas, eles concluem que várias linhas de Fe estão contaminadas pela emissão cromosférica, embora sem quantificá-las. Deve-se verificar ainda até que ponto o velamento das linhas afeta a determinação de parâmetros estelares, tais como gravidade superficial, abundância e temperatura, uma vez que os valores da *largura equivalente* delas são afetados por este preenchimento.

Sugere-se que exista uma forma de atividade estelar “básica”, a qual independe da rotação — por conseguinte independe de campos magnéticos (Bertout, 1989) — e está presente

na maioria das estrelas (Schrijver, 1987). Anderson e Athay (1989) argumentam que isto pode ser uma forma de aquecimento acústico: o Sol essencialmente está no seu nível "básico" de atividade (i.e., não é "ativo"). Em ETT ativas espera-se que ocorra a interação de campos magnéticos com o disco circunstelar na chamada *Camada de Fronteira* (Bertout, 1989). Já que sua atividade magnética é intensa, o aquecimento da atmosfera estelar (alta fotosfera e cromosfera) poderá influenciar as linhas em absorção fotosféricas mais intensas. Isto acontece porque o perfil delas é formado por contribuições de fótons em diferentes níveis de profundidade da atmosfera estelar, ou seja, haverá contribuições de regiões com diferentes temperaturas e densidades; inclusive das regiões da alta fotosfera, cujas características físicas (temperatura e densidade) são influenciadas pela atividade estelar.

É a frequência crítica

$$\nu = \frac{\omega}{2\pi} \sqrt{\frac{N}{\epsilon_0 m}}$$

$$\nu = g \sqrt{N}$$

$$\frac{g}{\lambda} = g \sqrt{N}$$

METODOLOGIA

IV Análise Diferencial

A técnica utilizada aqui é denominada de *Análise Diferencial* (Basri et al., 1989) e envolve a comparação da estrela em estudo com uma padrão de mesmo tipo espectral. Esta comparação é feita por meio de um *espectro de razão* ou por meio de um *espectro de diferença*; isto é, considera-se ou a razão ou a diferença entre os fluxos da ETT estudada em relação a uma estrela padrão inativa. Esta análise foi primeiramente descrita e aplicada por Linsky et al. (1979) para gigantes amarelas e vermelhas. O *espectro de diferença* é obtido subtraindo-se do espectro da estrela padrão, o espectro da estrela analisada. Para tanto, é necessário normalizar para um mesmo valor os contínuos das estrelas em questão. Já o *espectro de razão* é formado dividindo-se o espectro da estrela estudada pelo da estrela padrão. Este tipo de espectro ressalta as diferenças existentes entre as linhas intensas e não precisa ter os contínuos normalizados.

Validade do método

A fim de que esta técnica de análise seja válida, a fotosfera da estrela pesquisada e a da estrela padrão deverão ser similares o suficiente para que a comparação direta seja significativa. Aqui, é levado em consideração que a ETT e a padrão sejam semelhantes a grande profundidade óptica, ao cabo que a superfície ou as partes extendidas da atmosfera estelar possam apresentar diferenças no nível de atividade. Assim sendo, a comparação é realizada sempre

entre fotosferas. Entretanto, pode-se obter em um espectro de razão um sinal muito ruidoso se os mecanismos de alargamento das linhas entre os diferentes espectros forem diferentes. Isto é possível já que a escala de temperatura e densidade nas atmosferas nunca são homólogas. Além disto, os processos de formação de linhas podem ser suficientemente diferentes, dependentes de fatores tais como gravidade superficial, abundâncias e heterogeneidades atmosféricas.

Antes de ser comparado, o espectro da estrela padrão deve sofrer algumas correções :

1. As estrelas de referência em geral têm rotação — $v \text{ seni}$ — muito baixo comparadas as ETT. Os espectros daquelas estrelas precisam ser convoluidos com uma função rotacional de modo a serem ajustadas a um $v \text{ seni}$ de uma ETT típica. A técnica de alargamento empregada foi desenvolvida por Gray (1976).

2. Outro ajuste faz-se necessário com o fim de dar conta do deslocamento das linhas espectrais. Este deslocamento deve-se às diferentes velocidades radiais entre as duas estrelas. As linhas telúricas, se importantes, afetam sobremaneira a técnica de correlação cruzada.

3. As linhas telúricas (Oxigênio e H₂O terrestre) devem ser subtraídas inicialmente do espectro, para não darem o problema acima citado.

Esta preparação foi procedida por Finkenzeller e Basri (1985). No presente trabalho, adicionamos mais um item:

4. O espectro da ETT deve ter seu 'veiling' óptico corrigido (vide "*Correção do velamento de linhas*"). Esta correção visa a parte de contribuição devida ao contínuo que

recobre o espectro visível (item b, pg.11). Deste modo, pretende-se reforçar os perfis originados pelo velamento diferenciado das linhas.

É possível cogitar que os fluxos observados no espectro de razão sejam construções de um nível de contínuo errôneo. Contudo, Finkenzeller e Basri (1987) apresentaram um número de argumentos convincentes a favor de que aqueles fluxos sejam perfis reais:

1. O fenômeno de preenchimento de linhas (velamento diferencial) fora notado anteriormente por Cram (1979), Strom (1983), Calvet, Basri e Kuhi (1984) e já era esperado por razões teóricas;

2. Para linhas em absorção adjacentes e de mesma intensidade, algumas podem aparecer no espectro de razão enquanto que outras não, indicando que não é um efeito de nível de contínuo errôneo.

3. Quando se obtém a razão entre o espectro de ETT e padrões apropriadas, o mesmo resultado é obtido qualitativamente tanto para espectros de baixa-resolução quanto para os de alta-resolução. Encontram-se resultados semelhantes quando se divide o espectro de uma ETT com disco circunstelár ativo, com uma ETT sem disco,

4. O perfil em emissão apresentado pelo espectro de razão está presente também em linhas onde a radiação difusa — iluminação espúria não pertencente à radiação estelar — não é importante (c.g. tripleto do Mg em 5180\AA).

5. Desde que as ETT têm gravidade superficial menor do que as padrões da

Seqüência Principal, espera-se a priori que suas linhas fotosféricas sejam mais estreitas e profundas levando-nos a ter um perfil em absorção virtual, o que não é observado.

Observações independentes, realizadas por Finkenzeller e Basri (1987) no espectrógrafo Coudé do Observatório de Lick em 1986, mostraram o mesmo fenômeno em linhas selecionadas para poucas ETT setentrionais. ?

Cientes de como operar sobre o espectro da ETT, discutiremos o processo de correção para o velamento das linhas.

Correção para o velamento das linhas espectrais

Devemos primeiramente verificar qual a razão entre a largura equivalente de uma linha obscurecida e a largura equivalente da mesma linha não obscurecida (preenchida). Consideremos a seguinte definição :

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

W é a largura equivalente de uma linha espectral; F_c refere-se ao fluxo do contínuo (normalmente tomado à base da linha), e F_λ , ao fluxo medido da linha espectral a cada comprimento de onda †.

Decorre da definição acima que, para espectros normalizados, a largura equivalente é numericamente igual à área entre o nível do contínuo e o perfil da linha.

Para uma linha preenchida (velada) podemos definir:

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

Seja o fluxo do contínuo do velamento uma fração do fluxo do contínuo fotosférico:

$$F_o = \alpha F_c$$

† Uma discussão detalhada pode ser encontrada no Projeto de Fim de Curso de Ricardo Piorno Schiavon (Abril/91).

Conseqüentemente,

$$\begin{aligned} F'_c &= F_c + F_o \\ &= F_c(1 + \alpha) \end{aligned}$$

e,

$$\begin{aligned} F'_\lambda &= F_\lambda + F_o \\ &= F_\lambda + \alpha F_c \end{aligned}$$

Portanto,

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

Sendo α constante em um pequeno intervalo $\Delta\lambda$ de uma linha, obtém-se:

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

Finalmente,

$$W_o = \frac{1}{1 + \alpha} W \quad (1)$$

Podemos agora ver pela equação (1) que o velamento de linhas por um fluxo contínuo não estelar diminui o valor da largura equivalente destas linhas. Se o espectro de uma ETT velada puder ser decomposto em um espectro estelar normal mais um contínuo devido ao velamento (F_o), então poderemos eliminar artificialmente este último do seu espectro. Basta encontrar a fração do fluxo de contínuo (α) que vela uma EP ao nível da ETT, e subtraí-lo do espectro da ETT. É através da razão entre larguras equivalentes de linhas espectrais da ETT

e os da padrão que obtemos este α . Feita esta correção, o velamento seletivo, objeto deste estudo, fica visível quando realizamos a análise diferencial.

Neste processo, ao sobrepor o espectro da EP corrigido para o velamento da ETT, espera-se que o perfil geral dos espectros se ajustem bem. Em outras palavras, no ato de justapôr os espectros não deve ser observado mais o preenchimento na maioria das linhas devido ao velamento. Caso quiséssemos retirar o velamento contínuo da ETT, procederíamos da seguinte forma:

$$ETT = (ETD + \alpha)/(1 + \alpha)$$

$$ETD = (1 + \alpha)ETT - \alpha$$

onde ETD é o espectro da ETT sem velamento, lembrando que os espectros estão normalizados.

O método por nós empregado inicialmente para pesquisar indicadores de atividade estelar é denominado *Método de Larguras Equivalentes*. Este método permite obter o velamento contínuo (item b pg.11) no espectro da ETT de modo direto e rigoroso, por comparação de larguras equivalentes (LE) entre estrelas de mesmo tipo espectral. A sua estrutura é apresentada na seção IV. O valor deste velamento contínuo foi utilizado para velar artificialmente o espectro da estrela padrão (EP), com o fim de reproduzir o perfil geral do espectro da ETT. O objetivo almejado é evidenciar linhas espectrais de Fe I que estejam preenchidas seletivamente por contribuição de emissões cromosféricas. Para tanto, realizamos a *Análise Diferencial* nas ETT AA Tauri e BP Tauri. As linhas espectrais com o preenchimento seletivo (tabela 6) ficam ressaltadas no espectro de razão. Antes de prosseguirmos com a discussão dos resultados, falaremos a respeito dos dados observacionais e do suporte computacional.

Observações

Nossos espectros de análise são de AA Tauri e de BP Tauri; a estrela padrão (EP) é BD +46 1635. Todos os espectros foram obtidos com o Espectrógrafo Hamilton Echelle do Observatório de Lick — EE.UU. Na região do $H\alpha$, a resolução dos espectros é de 30000. As observações de AA e BP Tauri foram realizadas em 30/11/1988 por Basri e Batalha (1990), e gentilmente cedidas pelo Dr. Gibor Basri. Ambas são do tipo espectral K7 e K7-M0. A BD +46 1635, obtida nas mesmas condições, pertence ao tipo espectral K7V. Os espectros foram reduzidos na Universidade da Califórnia — Berkeley e corrigidos em velocidade radial tendo um espectro solar como referência. Por inspeção, verificamos que BP e AA Tauri não são estrelas com altos valores de $v \sin i$. De fato, as linhas de absorção apresentam alargamento rotacional consistente com $v \sin i < 10$ Km/s, o que evita todo o procedimento correção da rotação tal como está descrita em Gray (1976). O espectro da AA Tauri apresenta-se bastante

ruidoso (S/R baixo), enquanto que os espectros da BP Tauri e da EP têm boa relação sinal-ruído.

Suporte Computacional

Na análise, utilizamos um PC-AT 386 localizado no Observatório Nacional e interligado ao VAX 8810 da Universidade Federal do Rio de Janeiro, Núcleo de Computação Eletrônica. Os programas executados foram escritos em linguagem ANA: uma linguagem desenvolvida para análise e redução de dados astronômicos. Uma dificuldade deste trabalho não diz respeito ao suporte computacional mas à dependência da rede telefônica, já que não possuímos instalada no Observatório Nacional uma estação de trabalho poderosa o bastante para tratar o volume de dados com que tratamos. Como nossa comunicação com o NCE se faz por telefonia, qualquer ruído na linha interfere no andamento dos trabalhos, o que compromete muito na rapidez em se produzir resultados.

Traçado do contínuo

De início, normalizamos os espectros das ETT e da EP para cada região espectral ($\Delta\lambda \cong 15\text{\AA}$). Os contínuos foram construídos com o auxílio de uma sub-rotina que ajusta polinômios sobre os espectros da seguinte forma: Ela divide a região espectral em um número prefixado de janelas. Em seguida, define os pontos do contínuo fazendo a média aritmética em cerca de 10% das contagens mais elevadas em cada janela, excetuando as partes onde incidem linhas em emissão, raios cósmicos ou pixels defeituosos do CCD. Por fim, constrói uma curva por estes pontos por meio de um polinômio de qualquer grau. Para nosso trabalho, polinômios de grau 3 a 5 foram os mais utilizados.

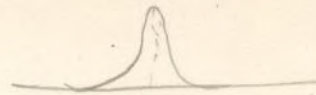
Diversos fatores contribuem para dificultar a determinação do contínuo. É comum depararmos-nos com depressões causadas por bandas moleculares no espectro de estrelas frias como as ETT em estudo. Além disso, a presença de muitas linhas em absorção faz com

que seja difícil visualizar em princípio um contínuo. Um contínuo mal escolhido pode fazer, um elemento parecer mais abundante (ou menos) do que de fato é. A indeterminação que as bandas moleculares introduzem na medida das LE é virtual, pois ela pode ser removida no ato de normalização (supondo, é claro, uma normalização idêntica para a EP). Ou seja, podemos traçar um contínuo que acompanhe o contorno de uma banda molecular e que a fará desaparecer no ato de normalização. Esta remoção pode ser realizada porque uma banda molecular é formada em regiões cuja temperatura é muito menor do que naquelas onde se formam as linhas espectrais fotosféricas. Em adição, a secção da linha espectral subtraída pela remoção da banda molecular não será importante quando obtemos a razão entre W e W_0 . Para sabermos precisamente o quanto de fótons a banda molecular está subtraindo das linhas espectrais, seria necessário fazer um trabalho de *síntese espectral* na região, o que está fora do escopo deste trabalho. O contínuo a que nos referimos é denominado de contínuo local.

Cálculo de Larguras Equivalentes (LE).

Identificamos sem ambigüidade todas as linhas fotosféricas nas regiões espectrais consideradas para este trabalho, apresentadas a seguir, tendo como referência o catálogo solar de Moore (1966). De todas elas, poucas foram selecionadas para terem suas larguras equivalentes medidas. Na tabela 2, as linhas espectrais escolhidas foram identificadas com um asterisco; os blends estão assinalados pelas linhas espectrais localizadas nos seus extremos — por exemplo, um blend em R10 de BP Tauri começa pouco antes de 5203Å e termina logo depois de 5206Å. O nosso critério de escolha determina que as linhas espectrais estejam presentes tanto nos espectros de ETT quanto no da EP, e que tenham um perfil bem definido tanto na parte central quanto nas bordas. Para nos certificarmos de que o critério estava sendo seguido, o espectro da EP era sobreposto aos espectros das ETT. Medimos então as LE das linhas selecionadas e de dois conjuntos de linhas (blends) em BP Tauri e BD +46 1635. Novamente, utilizamos uma subrotina de ANA que comporta uma integração trapezoidal entre dois pontos considerados. O cálculo de LE para linhas espectrais fracas é melhor realizado se for ajustada uma curva gaussiana. A sub-rotina da ANA utilizada realiza uma integração

* definações de R10 e blend!



numérica, pelo método dos trapézios, da área entre o contínuo e o perfil da linha. O cálculo de largura equivalente por este processo não difere significativamente pelo calculado com ajuste gaussiano porque tomamos cuidados com o ajuste de contínuo, e principalmente depois de termos realizado a operação de *alisamento* do espectro (descrito no item e). Por isto, não urgiu desenvolver uma nova sub-rotina para tal cálculo.

As regiões espectrais analisadas estão relacionadas abaixo segundo código apresentado nas tabelas:

R 10 - de 5170 a 5210Å

R 9 - de 5310 a 5360Å

R 8 - de 5690 a 5730Å

R 6 - de 6120 a 6160Å

R 4 - de 6690 a 6740Å

R 7
2
R 5

* — Linha espectral selecionada

ib — Início de Conjunto de Linhas (*blend*)

fb — Término do Conjunto de Linhas

Observação: A incerteza de 0,2Å em λ provém do cálculo de larguras equivalentes acima descrito.

Tabela 1: Linhas Espectrais de AA Tauri

	Metal	$\lambda (\pm 0,2\text{\AA})$	
R 10	Fe I	5179,1	
	Fe I	5179,9	
	Fe I	5184,2	
	Fe I	5188,1	
	(Ti I) Ca I	5188,9	
	Fe I	5191,4	
	Ni I	5192,5	
	Ti I	5193,0	
	Ti I	5193,9	
	Fe I	5195,0	
	Fe I	5196,1	
	Fe I	5198,0	
	Y II	5200,4	
	Ti I	5201,1	
	Cr I	5206,3	
	R 9	Fe I	5319,3
		Fe I	5321,2
Fe I		5321,9	
(Co I) Fe I		5331,4	
Fe I		5339,8	
Cr I		5346,0	
Cr I		5348,5	
Co I		5353,5	
R 8	Fe I	5693,8	
	Cr I	5694,7	
	V I	5698,4	
	Sc I + Cu I	5700,2	
	Fe I	5701,5	
	V I	5703,6	
	V I + Fe I	5707,0	
	Mg I	5711,0	
	Cr I	5712,7	
	Ti I	5716,6	
	Fe I	5717,7	
	Cr I	5719,7	
	Ti I	5720,2	
	V I	5727,0	
V I	5727,8		

	Metal	λ ($\pm 0,2\text{\AA}$)	
R 6	Ca I	6122,3	
	Zr I	6124,8	
	Ti I	6126,2	
	Zr I	6127,5	
	Ni I	6129,1	
	Zr I	6134,5	
	V I	6135,3	
	Fe I	6136,2	
	Fe I	6137,8	
	Zr I	6140,4	
	Zr I	6143,2	
	Ti I	6146,2	
	V I	6150,1	
	Fe I	6151,6	
	Na I	6154,2	
	Ca I	6156,1	
	Fe I	6157,9	
	R 4	Al I	6696,0
		Al I	6698,6
		Li I	6707,9
Ca I		6717,7	
	Ca II	8662,3	
	Ca II	8498,0	
	Ca II	8542,0	

Tabela 2: Linhas espectrais de BP Tauri

	Metal	λ ($\pm 0,2\text{\AA}$)
R 10	MgH	5175,0
	Fe I (Ni I)	5175,7
	Fe I (Cr I)	5177,4
	Fe I	5178,9
	Fe I	5179,9
	MgH	5180,6
	Fe I	5184,4
	Fe I	5188,0
	*(Ti II) Ca I	5188,8
	*Fe I	5191,4
	*Fe I	5192,3
	*Ti I	5192,9
	*Ti I	5193,9
	*Fe I	5194,8
	*Fe I	5195,5
	*Fe I	5196,0
	*FeI (Cr I)	5196,3
	Fe I	5197,9
	Y II	5200,4
	Ti I	5201,0
	*MgH	5201,7
	*Fe I	5202,4
	<i>ib</i> MgH	5203,5
	<i>fb</i> CrI	5206,1
	R 9	Fe I
*Fe I		5321,9
CoI (Fe I)		5331,5
*Fe I		5332,9
*Ti II		5336,8
*Fe I		5339,9
*Fe I		5340,0
Ti I		5340,6
*Cr I		5345,8
*Cr I		5348,3
Ca I		5349,6
Ti I		5351,1
Co I		5352,1
Co I		5353,4

	Metal	$\lambda (\pm 0,2\text{\AA})$	
R 8	*Fe I	5693,6	
	*Cr I	5694,8	
	Fe I	5696,2	
	*V I	5698,4	
	*Sc I + Cu I	5700,2	
	*Fe I	5701,5	
	Ti I	5702,6	
	*V I	5703,6	
	*Fe I	5706,0	
	*(V I) Fe I	5707,0	
	*Fe I	5708,1	
	Ti I	5708,3	
	Fe I + Ni I	5709,4	
	Mg I	5711,0	
	Cr I	5712,7	
	Ti I	5713,9	
	Ti I	5716,5	
	<i>ib</i> Sc I	5717,1	
	<i>fb</i> Fe I	5717,8	
	Cr I	5719,8	
	Ti I	5720,4	
	V I	5727,1	
	V I	5727,8	
	R 6	Ca I	6122,2
		Zr I	6124,8
		Ti I	6126,2
		Zr I	6127,4
		Ni I	6128,9
		Ni I	6130,1
		Zr I	6134,5
		*V I	6135,4
		*Fe I	6137,7
		Ti I	6146,3
Fe II		6147,9	
V I		6150,2	
*Fe I		6151,6	
Na I		6154,3	
*Ca I		6156,1	
*Fe I		6157,8	
R 4		*Al I	6695,9
	*Al I	6698,6	
	*Ca I	6717,7	
	Ca II	8662,3	
	Ca II	8498,0	
	Ca II	8542,0	

Tabela 3: Linhas espectrais da Estrela Padrão

	Metal	$\lambda (\pm 0,2\text{\AA})$	
R 10	Fe I	5178,9	
	Fe I	5179,9	
	Fe I	5188,0	
	(Ti II) Ca I	5188,8	
	Fe I	5191,4	
	Fe I	5192,3	
	Ti I	5192,9	
	Ti I	5193,9	
	Fe I	5194,8	
	Fe I	5195,5	
	Fe I	5196,0	
	Fe I	5197,9	
	R 9	Fe I	5321,2
		Fe I	5321,9
Co I (Fe I)		5331,5	
Fe I		5332,9	
Fe I		5339,9	
Fe I		5340,5	
Cr I		5345,8	
Cr I		5348,3	
Ti I		5351,1	
Co I		5352,1	
Co I		5353,4	
R 8		Fe I	5693,6
		Cr I	5694,8
	Fe I	5696,2	
	V I	5698,4	
	Sc I + Cu I	5700,2	
	Fe I	5701,5	
	V I	5703,7	
	(V I) Fe I	5707,0	
	Mg I	5711,0	
	Cr I	5712,7	
	Ti I	5713,9	
	Ti I	5716,5	
	Fe I	5717,8	
	Cr I	5719,8	
	Ti I	5720,4	
	V I	5727,1	
	V I	5727,8	

	Metal	$\lambda (\pm 0,2\text{\AA})$
R 6	Ca I	6122,4
	Zr I	6124,8
	Ti I	6126,2
	Zr I	6127,4
	Ni I	6128,9
	Ni I	6130,1
	Zr I	6134,5
	V I	6135,3
	Fe I	6136,5
	Fe I	6137,7
	Zr I	6143,2
	Ti I	6146,3
	Fe II	6147,9
	V I	6150,2
	Fe I	6151,6
	Na I	6154,3
	Ca I	6156,1
	Fe I	6157,8
R 4	Al I	6695,9
	Al I	6698,6
	Ca I	6717,7
	Ca II	8662,3
	Ca II	8498,0
	Ca II	8542,0

Obtivemos os valores de velamento α , para todas as regiões espectrais, cujo resultado é apresentado na tabela 3. O valor provável do velamento contínuo é o valor médio de α na região espectral considerada; no gráfico de velamento para BP Tauri, abaixo da tabela 3, estão assinalados os pontos médios de velamento para cada região espectral. O erro da medida é o desvio-padrão resultante da amostra. Como pode ser visto nos gráficos de velamento obtidos pelo método de Larguras Equivalentes (pg. 40), a dispersão dos resultados foi alta e o valor médio do α não obscurecia devidamente o espectro da EP conforme prescrição apresentada na seção IV. Apresentamos também os gráficos de velamento para AA Tauri como ilustração. A razão da alta dispersão nos resultados pode ter origem principalmente no traçado do contínuo em função do ruído dos espectros, em menor escala na diferença de metalicidade entre estrelas e em erro na determinação dos tipos espectrais.

Este resultado fez com que abandonássemos o método de larguras equivalentes.

Abaixo descrevemos as possíveis razões da dispersão que encontramos:

Ruído

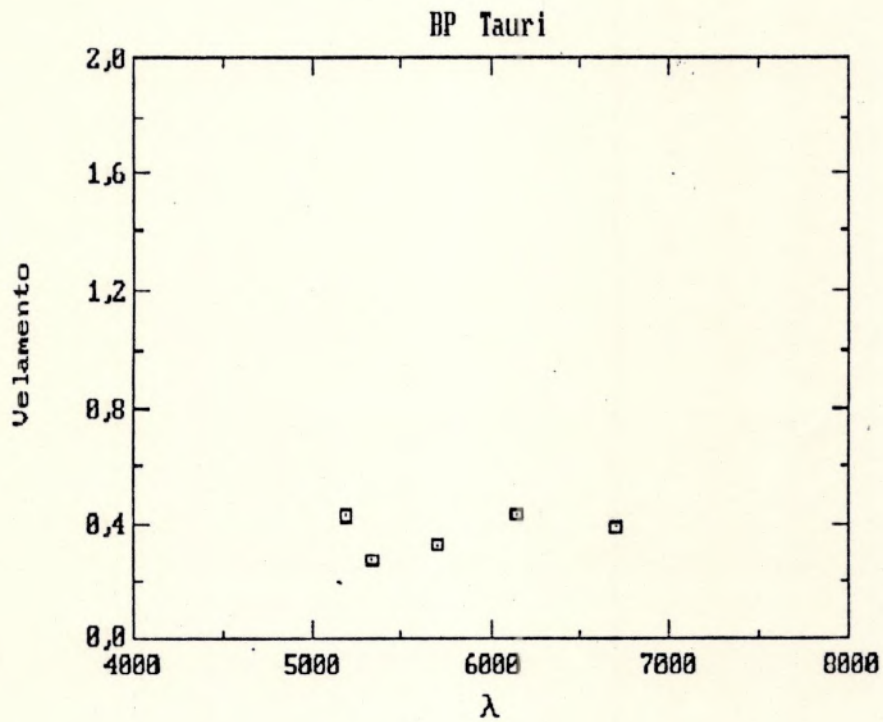
O ruído no espectro, além de introduzir erros na determinação do contínuo, distorça o perfil real das linhas espectrais. Com o intuito de diminuir o efeito do ruído na análise, utilizamos uma *função alisadora* convoluída ao espectro. Esta função compõe-se de uma janela definida em n pixels a qual percorre o espectro pixel a pixel. Neste percurso, ela calcula a média aritmética dos fluxos medidos naquela janela e registra o resultado no pixel central; pi-

Resultado: Valores de velamento

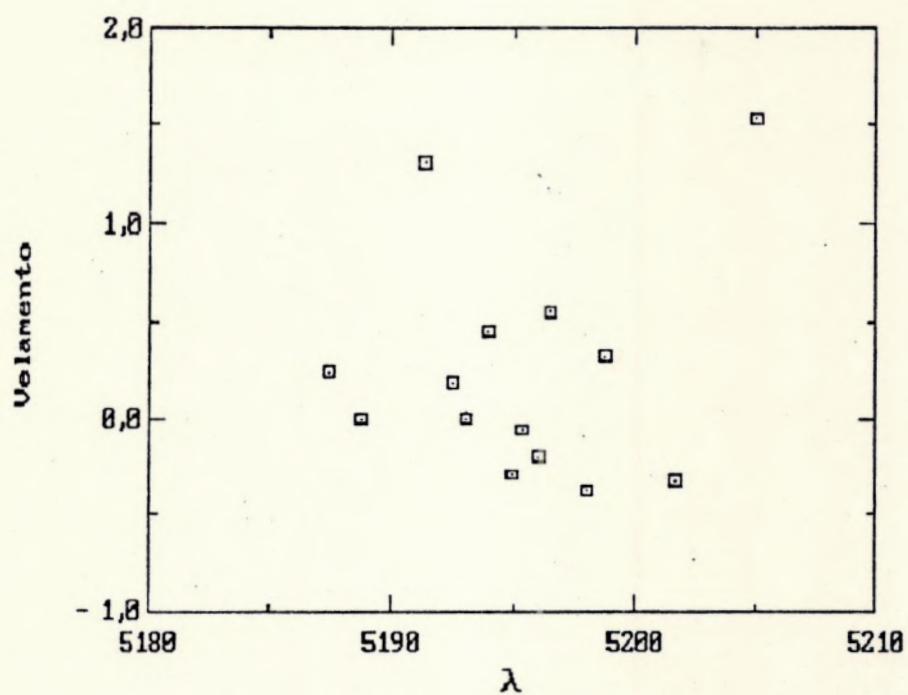
Tabela 4:

Método de Larguras Equivalentes

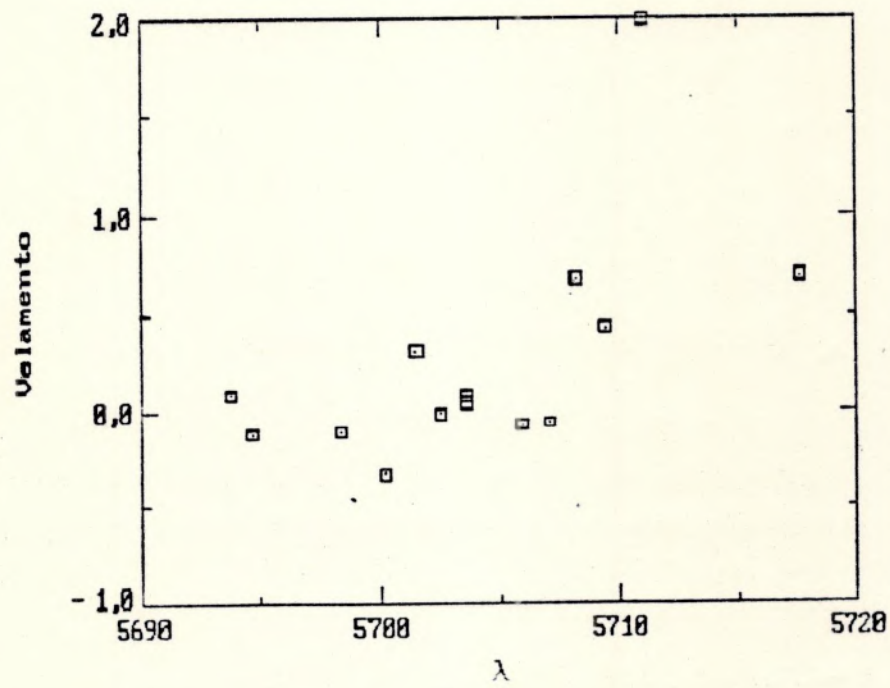
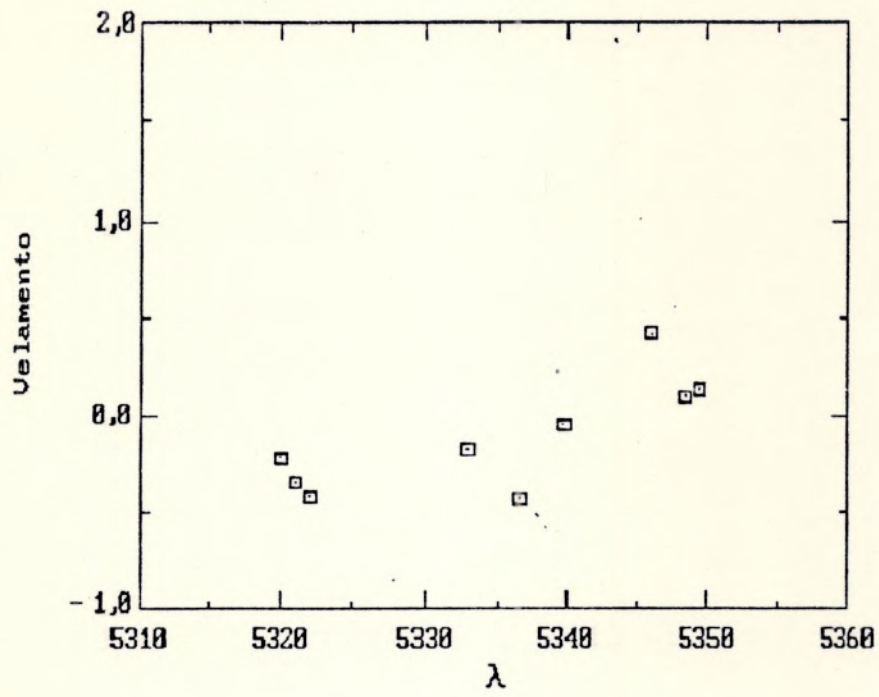
Região Espectral	BP Tauri α	AA Tauri
R 10	$0,43 \pm 0,45$	—
R 9	$0,27 \pm 0,29$	—
R 8	$0,32 \pm 0,27$	—
R 6	$0,43 \pm 0,30$	—
R 4	$0,38 \pm 0,17$	—



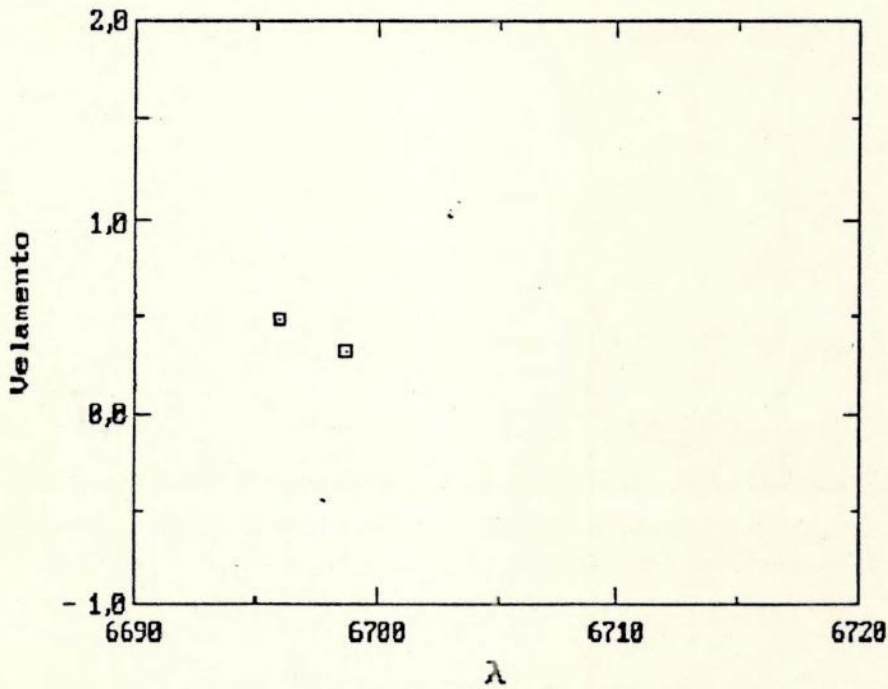
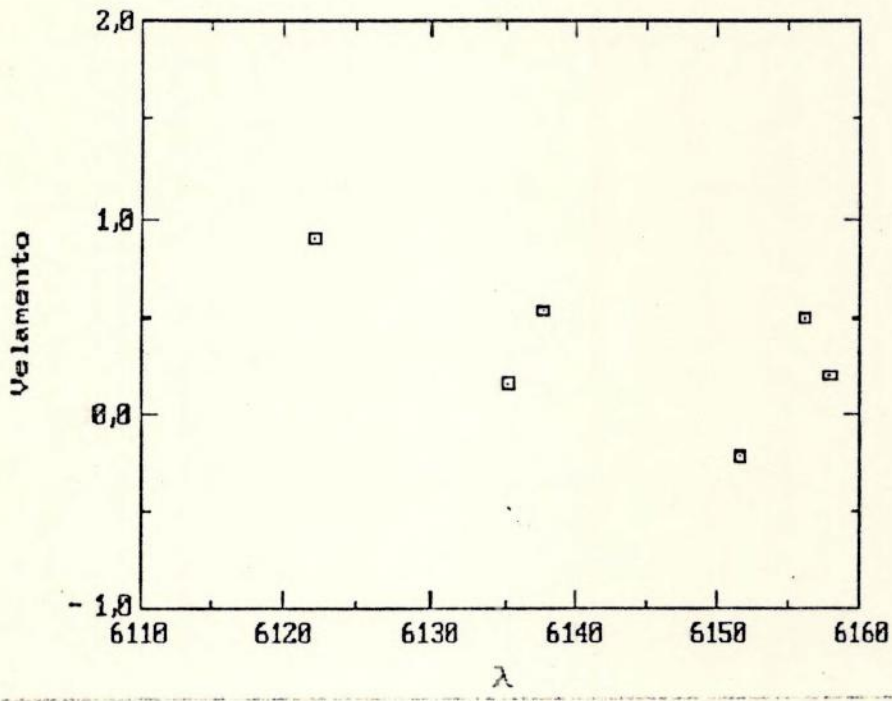
AA TAURI



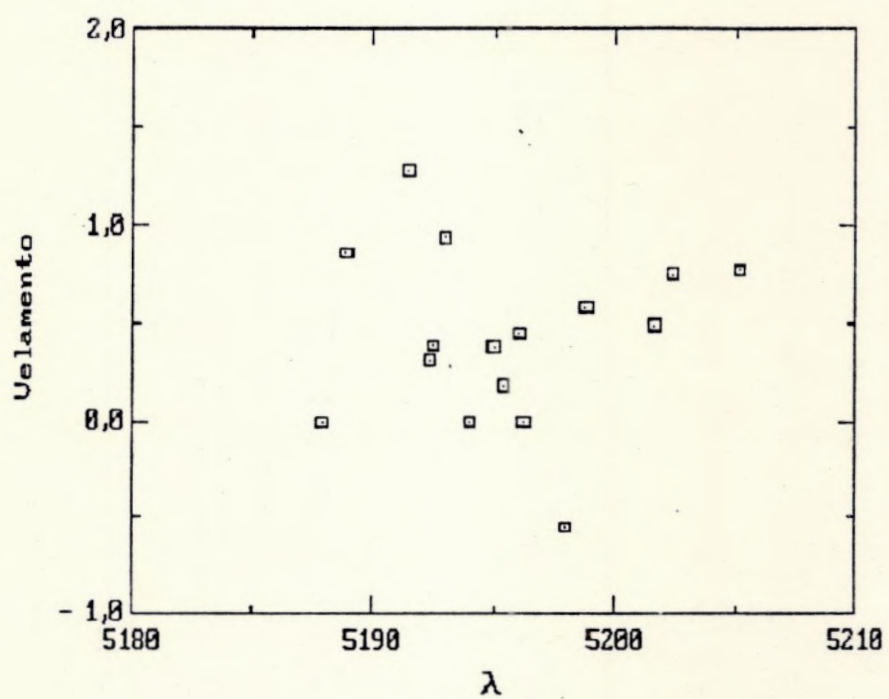
Velamento de AA Tauri; Método de Larguras Equivalentes.



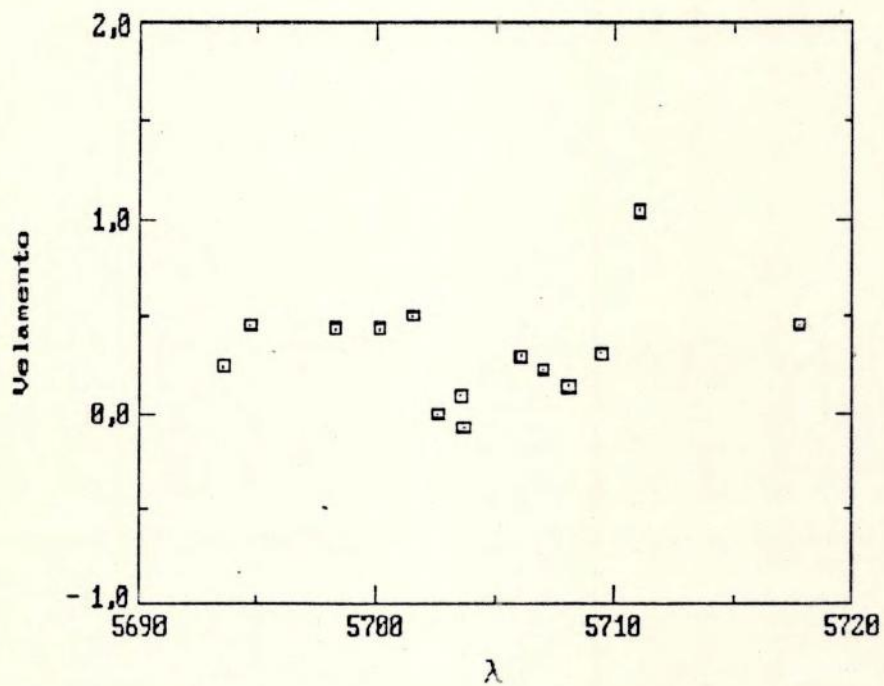
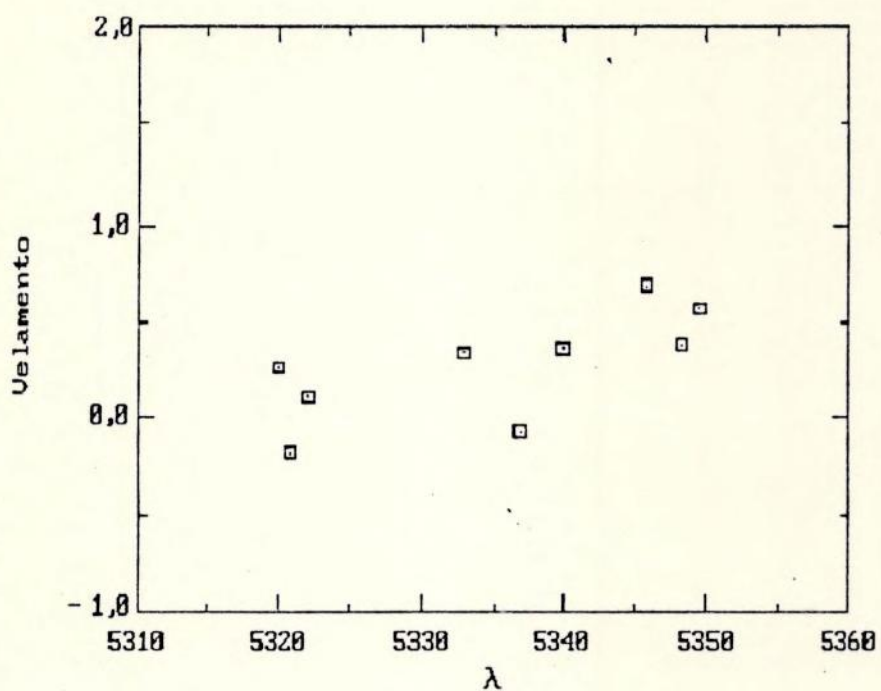
Velamento de AA Tauri; Método de Larguras Equivalentes.



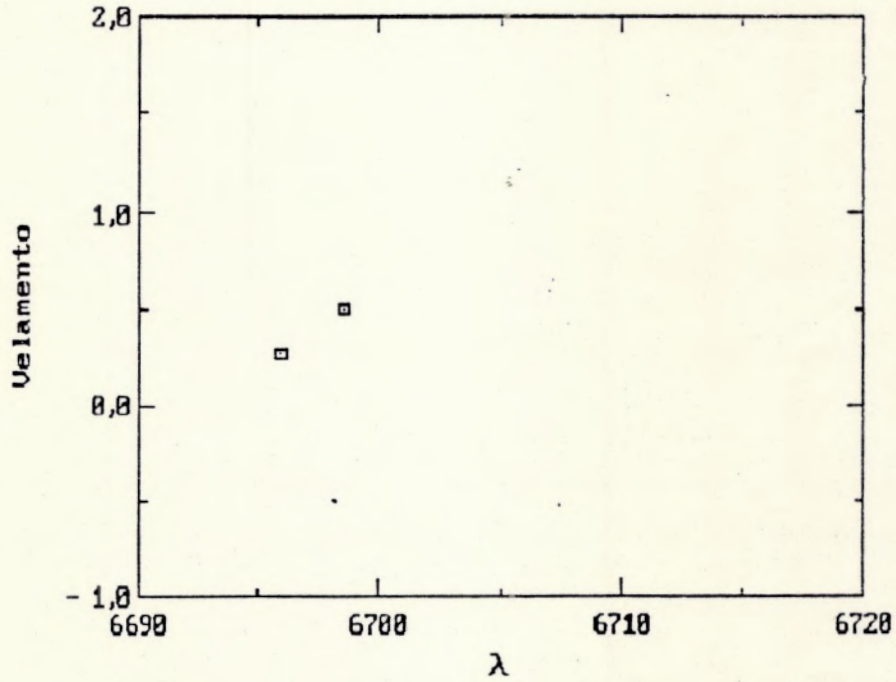
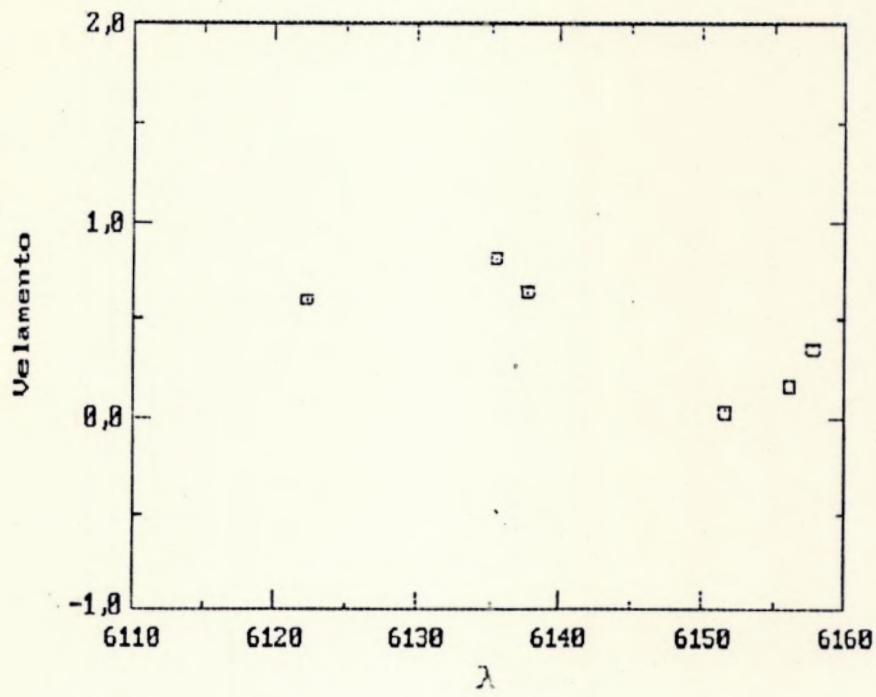
BP TAURI



Velamento de BP Tauri; Método de Larguras Equivalentes.



Velamento de BP Tauri; Método de Larguras Equivalentes.



xel a pixel a função alisadora transforma os fluxos originais em fluxos médios. Após esta convolução, o espectro adquire um contorno suavizado. Entretanto, o aumento da janela desta função implica em perda de resolução, pois as linhas menos intensas são eliminadas do espectro, i.e., ele perde definição. Nós utilizamos uma "janela" de três pixels ($\Delta \lambda = 0,5 \text{ \AA}$) por ser a mais conveniente: reduz bastante o ruído e as linhas menos intensas não desaparecem.

Diferença de metalicidade

Outro fator que contribui para a dispersão nos resultados de velamento é a diferença de metalicidade entre as ETT e EP. De antemão nós não incluímos na análise a linha espectral do lítio (6708 \AA) porque na fase T Tauri, este elemento é destruído ao ser conduzido por convecção para regiões com $T \sim 10^6 K$. Assim sendo, embora seja encontrado na ETT, ele é efetivamente ausente na EP. Quando um metal é abundante em uma estrela, suas linhas espectrais tendem a ser mais profundas quando comparadas as de uma estrela de menor metalicidade. Portanto, se compararmos a profundidade das linhas do Fe em estrelas com diferentes graus de metalicidade, a profundidade será maior na estrela mais rica. Isso é devido ao fato de haver mais elementos absorvedores. Logo, é de se esperar que as ETT, metalicamente mais ricas do que as respectivas padrões, tenham linhas mais profundas.

Como verificamos (eq. 1, seção IV) que o velamento reduz a largura equivalente medida, espera-se que o valor de α seja positivo. Mas encontramos valores negativos para o velamento (α), aumentando com isto a dispersão nos resultados. É possível que dentre as linhas escolhidas para se obter velamento contínuo, algumas estivessem seletivamente preenchidas.

Diferença de tipo espectral

Podem existir linhas espectrais de um mesmo elemento químico que sofrem grande variação de intensidade entre estrelas com diferentes valores de T_{ef} . Quando os tipos espectrais entre uma ETT e uma EP não são semelhantes, a diferença entre os perfis observados em cada

um dos espectros (já corrigido o velamento) será intensificado em uma uma razão de espectros. Isto ocorre porque linhas metálicas e bandas moleculares em estrelas quentes são menos intensas em comparação com estrelas frias. A pouca precisão com que o tipo espectral de ETT têm sido definido pode aumentar ou diminuir globalmente os resultados de velamento. Apesar de todos estes fatores que influenciam na dispersão dos resultados, uma linha sob velamento seletivo ressalta-se por seu desvio da média tanto maior for seu preenchimento.

Diante do fato de os resultados não terem sido bons, concluímos que o Método de Medida de Larguras Equivalentes tal como o definimos não é conveniente para determinarmos o velamento contínuo de ETT.

A correção do velamento contínuo prosseguiu com outro método denominado *Velamento por Inspeção Visual*. Este método consiste em aplicar diferentes valores de velamento (α) no espectro da EP. Uma vez obscurecido, ele é sobreposto ao espectro da ETT e, visualmente, verifica-se qual o valor de velamento que melhor ajusta os espectros. Devido a sua flexibilidade de aplicação, utilizamos em faixas espectrais de 20Å tanto em AA Tauri quanto em BP Tauri. O erro aproximado das medidas também é estimado visualmente pelo pesquisador. Este método poderia ser substituído por uma análise rigorosa com ajuste por χ^2 , entretanto, essa análise foge ao escopo desta monografia.

Embora não tenha o rigor matemático do Método das Larguras Equivalentes, o resultado por nós obtido é consoante aos resultados de Basri e Batalha (1990). Uma formalização deste método foi empreendida por Hartigan (*et al.*, 1989) e aplicada a BP Tauri. Basicamente, Hartigan *et alii* utilizam-se de testes de ajuste por χ^2 para encontrar o valor mais provável de velamento. Neste seu trabalho, ele também mostra que se pode inferir o tipo espectral da ETT observando o espalhamento nos valores de velamento, quando analisada com estrelas padrões de diferentes tipos espectrais.

No Método de Inspeção Visual, utilizamos as mesmas linhas antes selecionadas, agora analisadas conjuntamente. O velamento da EP é direto, i.e., o valor de α é um dado inicial. Quando o velamento da EP é satisfatório, seu espectro quase delinea o da ETT. Em seqüência, construímos os espectros de razão para a análise diferencial, apresentados na seção *Resultados e Discussão*. Naquela seção, fornecemos também as tabelas de valores de velamento pelo método de Inspeção Visual, e a lista de linhas espectrais com preenchimento seletivo. O critério por nós adotado para classificação de linhas com preenchimento diferenciado determina que:

a) o perfil em emissão esteja presente tanto em AA quanto em BP Tauri;

b) o cume dos perfis esteja acima de 2σ — duas vezes a amplitude do ruído presente nos espectros de razão.

O mesmo critério é aplicado para perfis em absorção.

Na *análise diferencial* escolhemos trabalhar com razão de espectros por ressaltar mais as diferenças entre a ETT e a EP. Contudo, as emissões ou absorções que podem surgir em espectros de razão são virtuais; ou seja, os perfis apenas indicam se a linha espectral em dada posição está preenchida na ETT (perfil em emissão), ou se é mais intensa na ETT (absorção). A partir de agora, chamaremos de *emissão virtual* ou *absorção virtual* perfis observados em *espectros de razão*.

RESULTADOS E DISCUSSÃO

O objetivo deste trabalho é pesquisar linhas espectrais indicadoras de atividade cromosférica em estrelas T Tauri. Trabalhos já publicados sugerem que as ETT possuem atividade cromosférica mais intensa do que as anãs de mesmo tipo espectral que se encontram na Seqüência Principal. Neste particular, procuramos indicadores entre linhas espectrais formadas na fotosfera que não apresentem emissões típicas da cromosfera, tal como podem ser encontradas nas linhas H, K, e o tripleto I.V. do Ca II e na linha 5875,6Å He I. Além disso, demos especial atenção às linhas de baixo potencial de excitação (e.g. vanádio) por estarmos trabalhando com estrelas frias ($T_e f < 4500\text{K}$ em geral). Para realçar as linhas espectrais cromosfericamente ativas adotamos o processo de *Análise Diferencial*, que tem sido utilizada com sucesso em trabalhos sobre estrelas anãs que apresentam atividade na cromosfera (Basri *et al.*, 1989).

As ETT possuem um fenômeno conhecido por velamento que se divide em duas componentes: o velamento contínuo (que recobre o espectro continuamente e é o mais referido) e o velamento diferencial (que vela determinadas linhas espectrais por atividade estelar). Qualquer análise espectral nas ETT deverá ter como primeiro passo a correção do velamento contínuo. Neste sentido, começamos sua determinação pelo *método de larguras equivalentes* (seção V), o qual nos pareceu ser o mais rigoroso. Entretanto, este método mostrou-se inadequado devido à dispersão apresentada em nossos resultados de velamento (seção V). Partimos então para um outro método, simples mas não menos rigoroso, que é o de *Inspeção Visual* (id.ibid.). Os resultados para o velamento contínuo de AA Tauri e BP Tauri obtidos por *Inspeção Visual* foi satisfatório e se encontram apresentados na tabela 5, a seguir.

Résultado: Valores de velamento contínuo

Tabela 5:

Método de Inspeção Visual

Região Espectral	BP Tauri	AA Tauri
R 10	0,60±0,05	0,15±0,05
R 9	0,50±0,05	0,13±0,02
R 8	0,32±0,08	0,14±0,06
R 6	0,20±0,02	0,10±0,02
R 4	0,25±0,02	0,16±0,02

Velamento de AA e BP Tauri

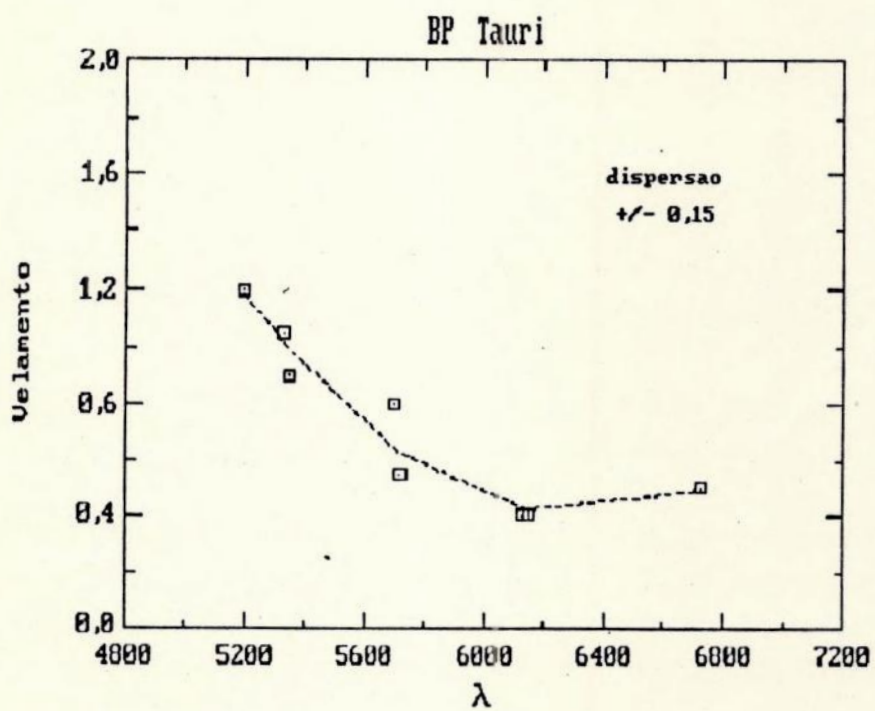
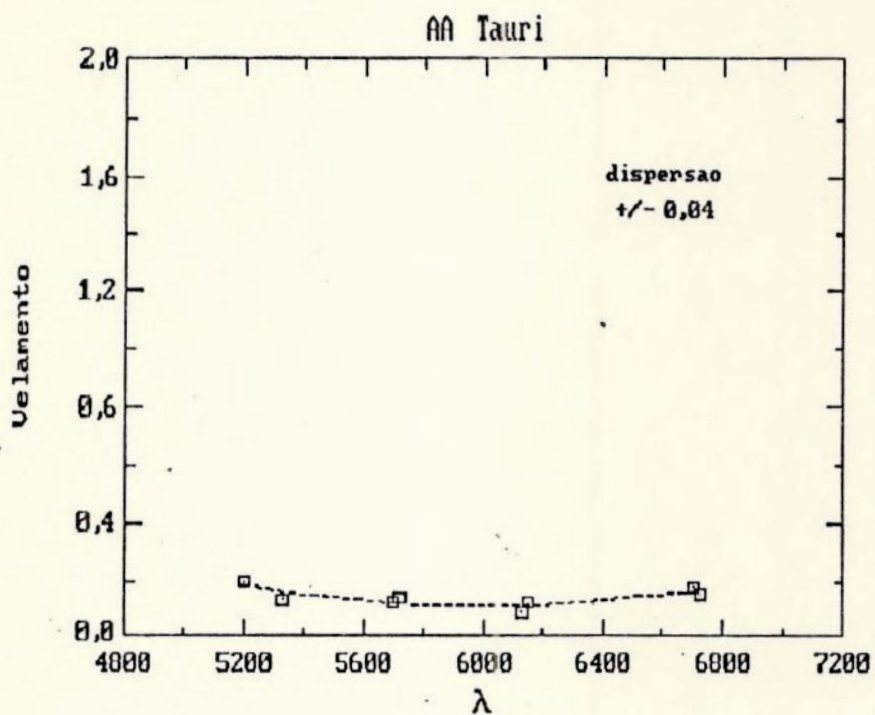
O velamento das ETT foi por nós obtido com dados restritos e por meio de um método simples de medida. Não obstante, nossos resultados foram comparáveis aos de Basri e Batalha (1990) que se valeram de centenas de linhas espectrais do ferro. Deste modo é seguro afirmar que nossos resultados são significativos e informações físicas podem ser obtidas.

AA Tauri é uma estrela M0 (Basri e Batalha, 1990) que foi comparada com uma padrão K7V. Por este motivo, o velamento contínuo encontrado por nós em AA Tauri deve estar subestimado. Segundo Hartigan *et al.* (1990) esta diferença não deve ser superior a 0,2 o que, portanto, afetaria o resultado final em AA Tauri. Uma análise detalhada deste ponto deve

ser encaminhada em futuro próximo. Do gráfico de velamento de AA Tauri observamos que ela tem pouco velamento contínuo ($\sim 0,2$) e, conseqüentemente, é possível dizer que o disco de acréscimo, em princípio, não atua significativamente nesta estrela. Modelos auto-consistentes de ETT com discos de acréscimo têm de ser desenvolvidos para confirmar a afirmativa anterior, uma vez que o ângulo de visada plano do disco/observador tem de ser considerado nestas análises. AA Tauri é uma estrela com velamento bastante variável e o presente velamento de 0,2 pode crescer até chegar a valores de 1,2 (Basri e Batalha, 1990; Hartigan et al., 1990). Isto faz supôr a existência de um disco o qual ora acrescenta matéria à estrela ora cessa o acréscimo, sem qualquer regularidade de ocorrência. Por extensão, se imaginarmos que $H\alpha$ possa estar correlacionado com o acréscimo de matéria à ETT partindo de sua variação temporal de intensidade, observações seqüenciais de $H\alpha$ e do tripleto I.V. do Ca II para uma ETT poderão servir para relacionar ou não a região de formação de $H\alpha$ à atmosfera estelar, e indiretamente confirmar ou não sua relação com o acréscimo de matéria à estrela.

Na faixa espectral estudada, o velamento de AA Tauri é aproximadamente inde- *
pendente de λ . Isto significa que o velamento contínuo presente nesta observação não modifica as cores da ETT; um fato importante uma vez que as primeiras determinações de tipo espectral foram feitas segundo análises de cor.

Gráficos de Velamento; Método de Inspeção Visual



No gráfico de velamento para BP Tauri, verificamos que os valores de velamento crescem para comprimentos de onda menores. Este fato revela a presença de uma região mais quente que a fotosfera, mas não necessariamente localizada na atmosfera da ETT. Nesta região, a radiação possui o máximo de emissão na faixa espectral do azul/UV. De fato, a existência de um disco de acréscimo em contacto com a atmosfera estelar gera uma região turbulenta (*Região de Contorno*) com temperatura de 8170 K para BP Tauri, tal como calcularam Bertout, Basri e Bouvier (1988). Podemos afirmar com isto que o espectro de BP Tauri tem contribuição significativa de um disco de acréscimo atuante. Ao contrário de AA Tauri, BP Tauri não tem variação temporal significativa no velamento contínuo (Basri e Batalha, 1990; Hartigan et al. 1991). Ademais, o fato de seu velamento crescer fortemente para comprimentos de onda menores faz com que ela aparente ser de um tipo espectral mais anterior caso análises fotométricas sejam realizadas sem a devida correção do velamento contínuo.

Um aspecto importante do cálculo do velamento contínuo para ETT reside no estudo evolutivo destes objetos tendo-se como base o diagrama H-R. Se fossem considerados apenas dados fotométricos ou observações de baixa resolução espectral, a luminosidade obtida através destas observações seria superestimada pois o fluxo total proveniente do contínuo de emissão que produz o velamento estaria incorporado ao fluxo estelar. Logo, a luminosidade sistêmica Estrela-Disco-Região de Contorno estaria sendo utilizada para cálculo dos parâmetros estelares como e.g. o raio estelar, gravidade, massa.

Tendo em mão o valor de velamento contínuo para as ETT, velamos artificialmente a estrela padrão e iniciamos a *Análise Diferencial*. Esta análise consiste em dividir o espectro de uma ETT com o espectro da EP velada artificialmente, obtendo-se *espectros de razão* (apresentados adiante). Entretanto, chamamos atenção para os seguintes pontos: primeiramente, caso optássemos por espectros de diferença em vez de espectros de razão, aqueles teríamos fornecido diretamente valores de fluxo em $\text{erg.cm}^{-2}.\text{seg}^{-1}$ referentes ao excesso de emissão

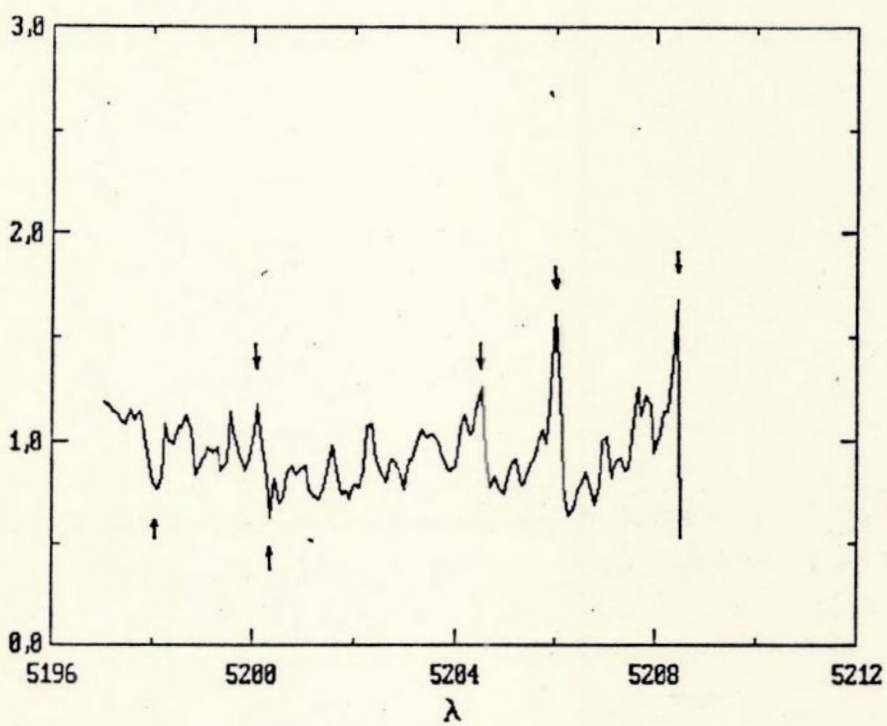
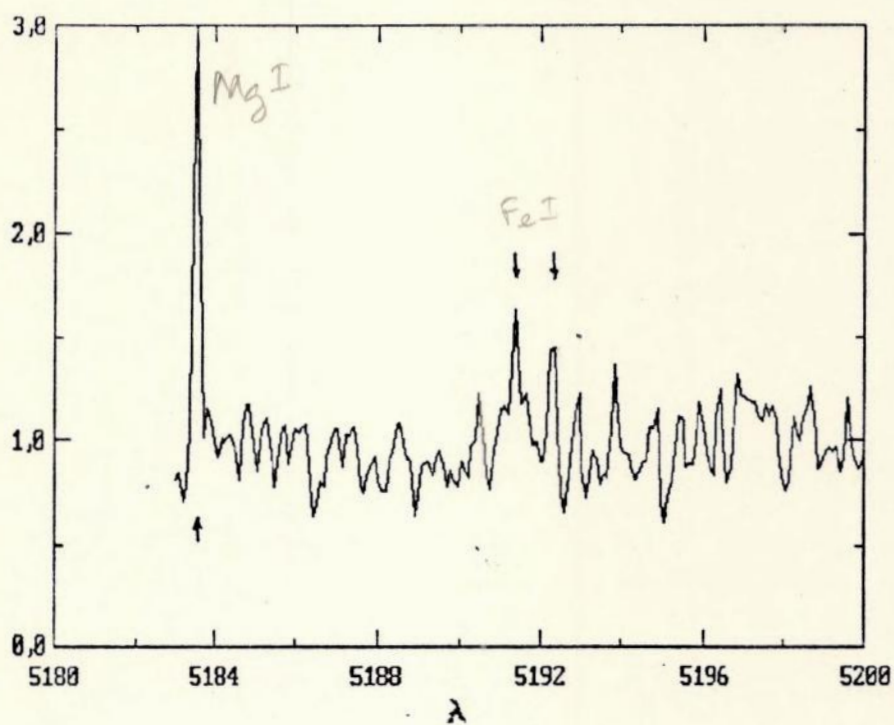
proveniente da própria cromosfera. Pois na medida em que subtraímos o fluxo da ETT do fluxo da uma estrela padrão, em princípio sem emissão cromosférica, a diferença seria portanto a emissão cromosférica da ETT. Esta análise bem mais completa foge ao escopo desta monografia mas será considerada em trabalho futuro, já em andamento. Segundo, e ainda relacionado ao fato de melhor obter resultados físicos, deveríamos desvelar a ETT e compará-la com a estrela padrão em vez de seguir o processo inverso. Neste caso estaríamos comparando as atmosferas. O roteiro que escolhemos nos foi mais rápido e de forma segura nos permite chegar ao resultado final deste estudo, qual seja o de determinar indicadores de atividade cromosférica.

Espectros de razão

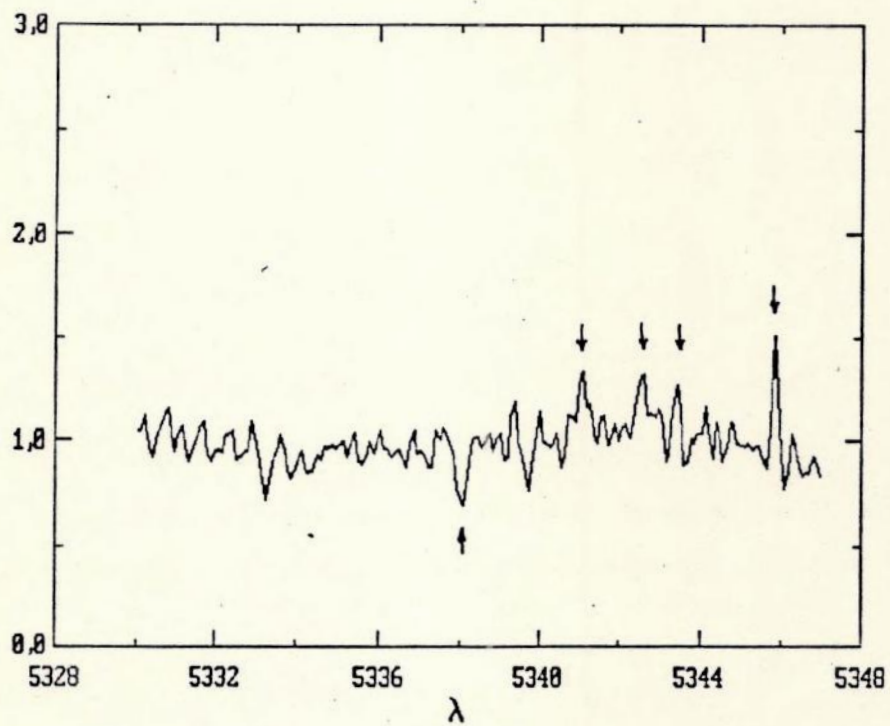
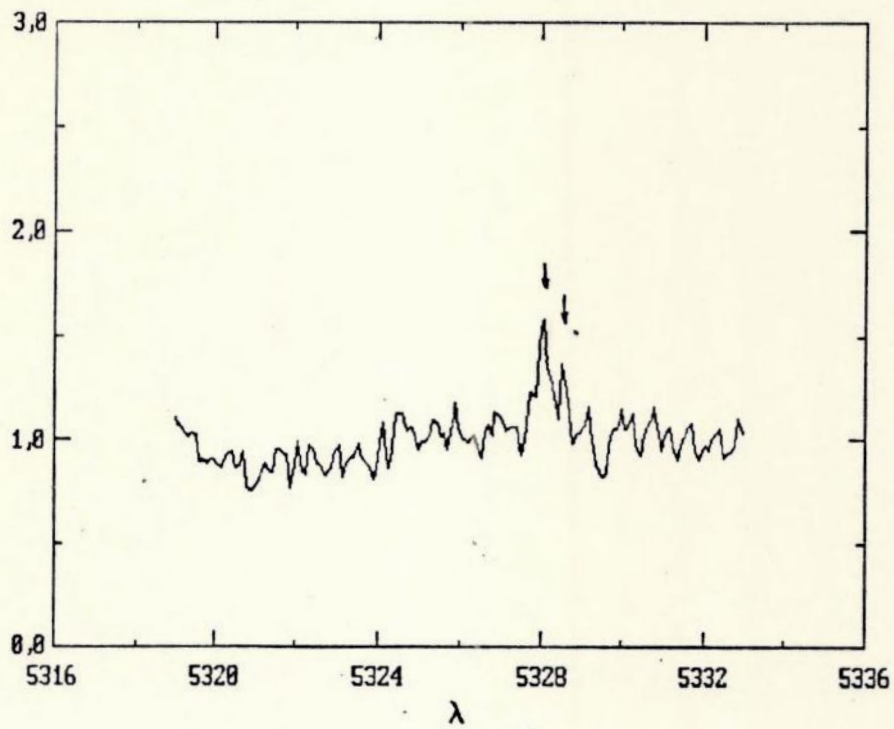
Todo espectro estelar é basicamente formado por radiação originada na fotosfera. A cromosfera contribui com uma fração mínima do contínuo e com linhas em emissão características. Devido às baixas densidades do gás cromosférico, a fração de fluxo acrescentada ao contínuo e a intensidade das emissões são pequenas, mas dependendo do grau de atividade cromosférica algumas linhas formadas nesta região poderão estar intensificadas. Ao realizarmos a razão entre o espectro de uma ETT ativa e o espectro de uma estrela padrão de mesmo tipo espectral, o espectro-resultado assemelha-se a um espectro normalizado com muitas linhas em emissão. Isto está caracterizando o preenchimento de linhas fotosféricas por emissões ocorridas na cromosfera (mais quente).

Nossos espectros de razão compõem-se de numerosas linhas em “emissão” e poucas em “absorção”. Estes perfis fornecem a localização de uma linha espectral que esteja velada diferencialmente (perfil em emissão virtual), ou informa que um metal é mais abundante na ETT ou que é de alguma forma sensível à gravidade superficial estelar (absorção virtual). Como procuramos indicadores de atividade cromosférica, as emissões virtuais em um espectro de razão é que são relevantes para o presente trabalho. Para tanto foram escolhidos aqueles perfis cujo pico estivesse acima de 2σ — duas vezes a amplitude do ruído. Estas linhas espectrais estão assinaladas com uma seta.

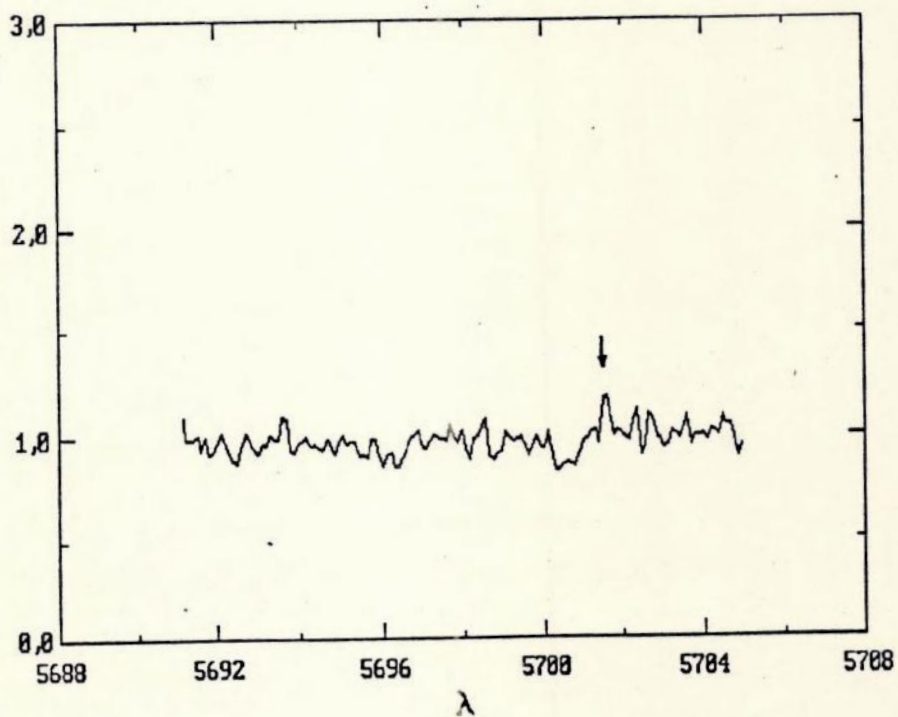
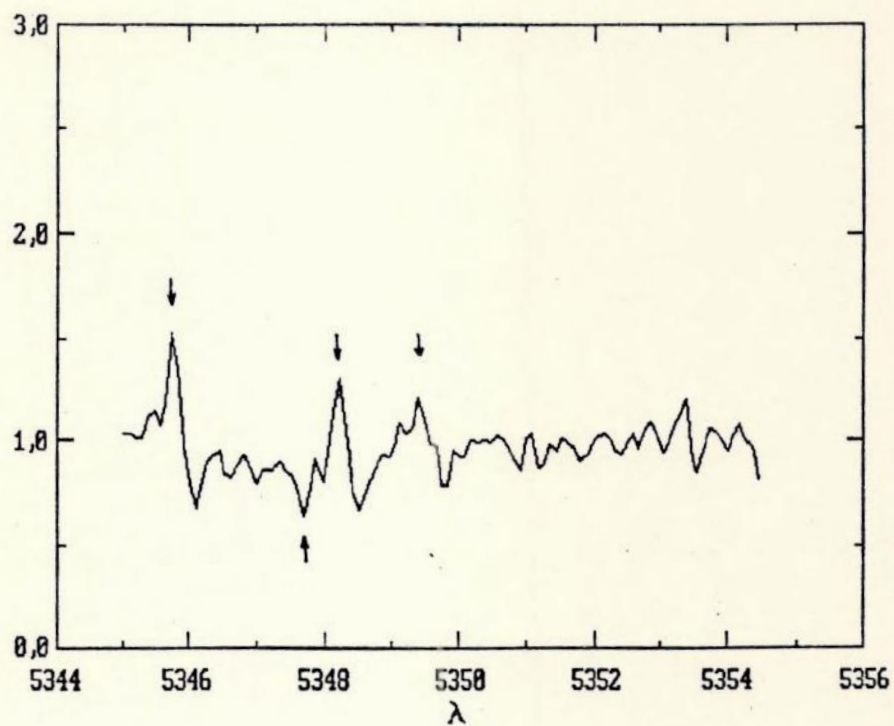
Espectros de Razão — AA Tauri



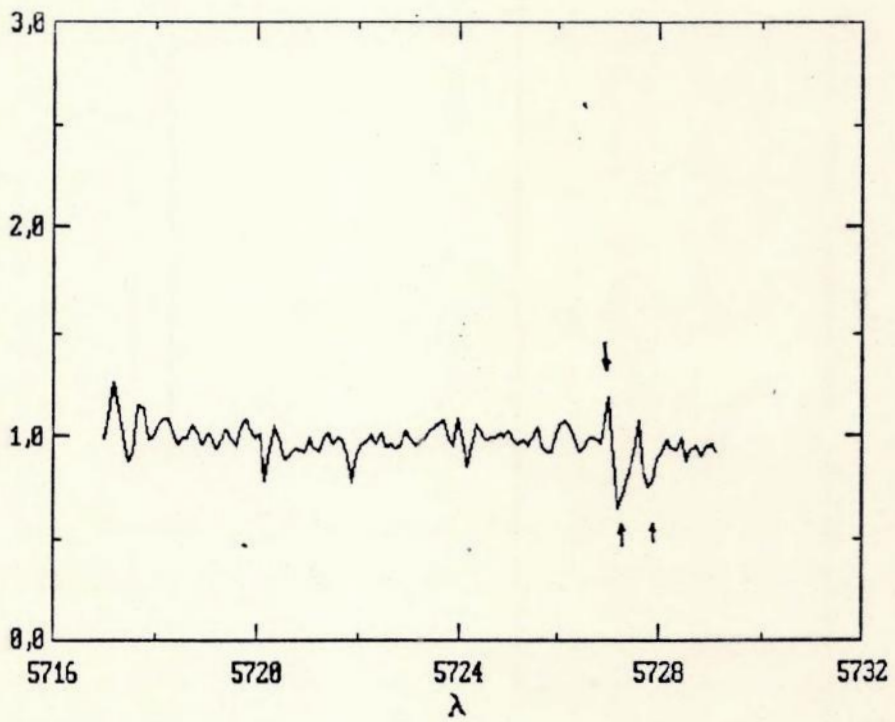
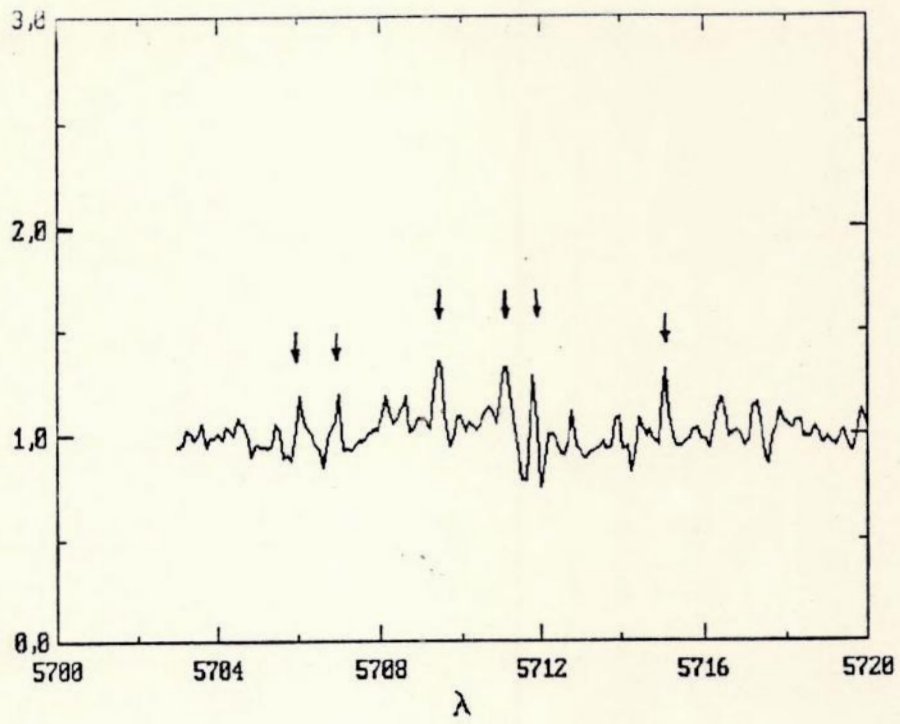
Espectros de Razão — AA Tauri



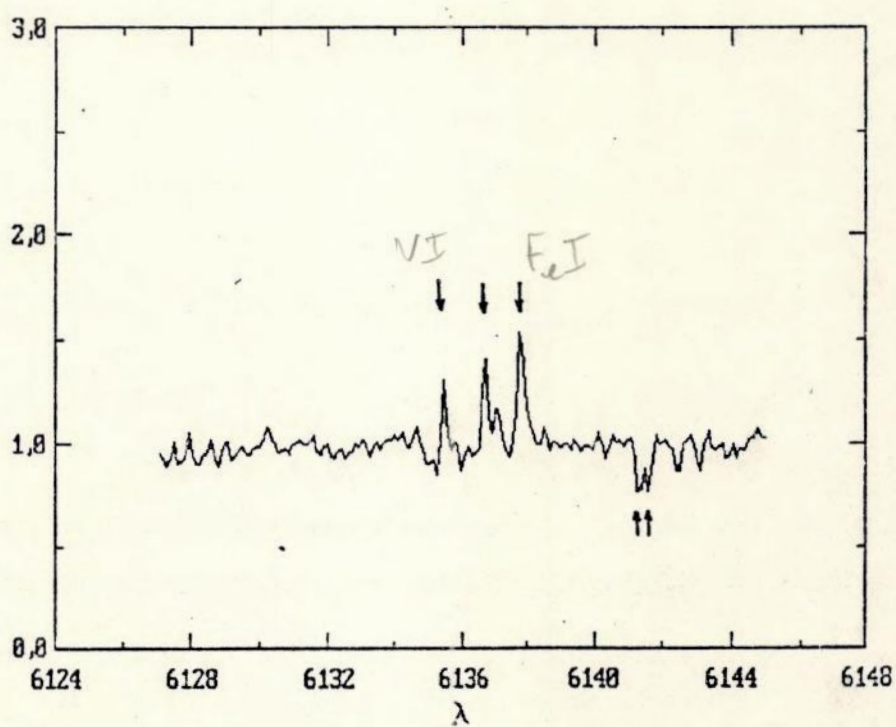
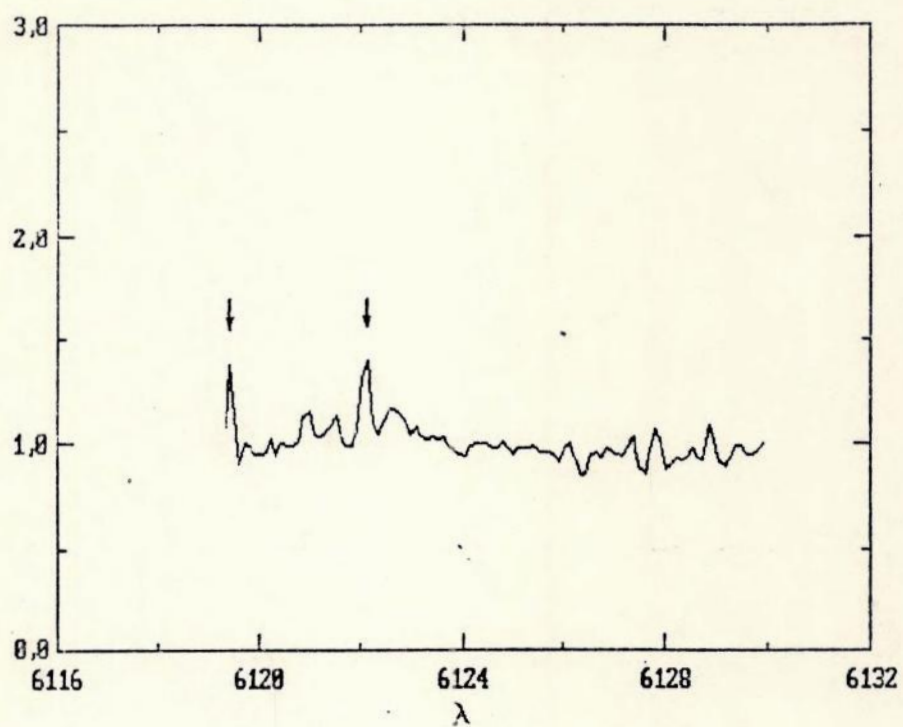
Espectros de Razão — AA Tauri



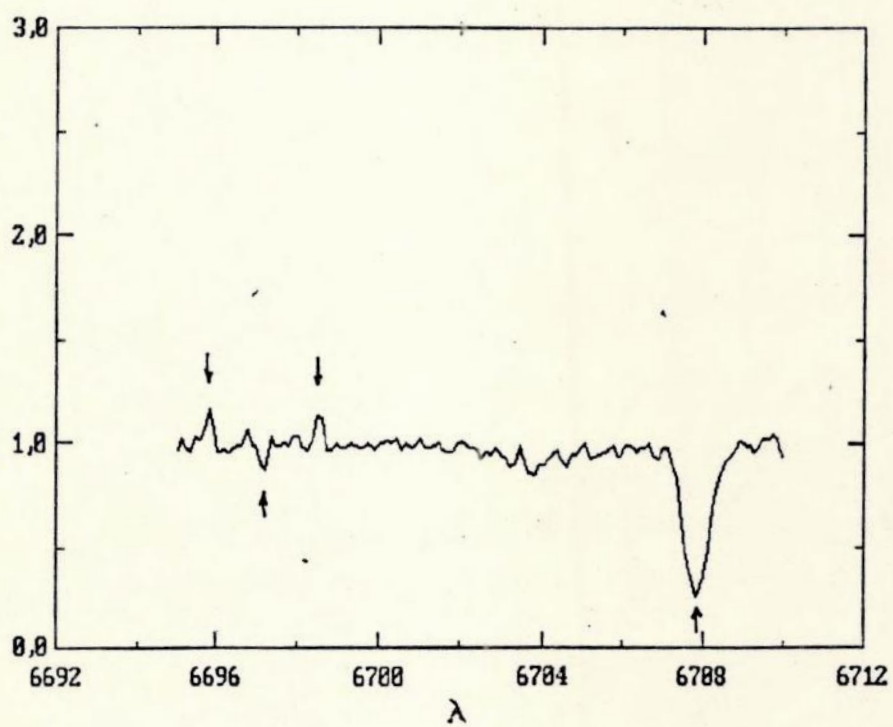
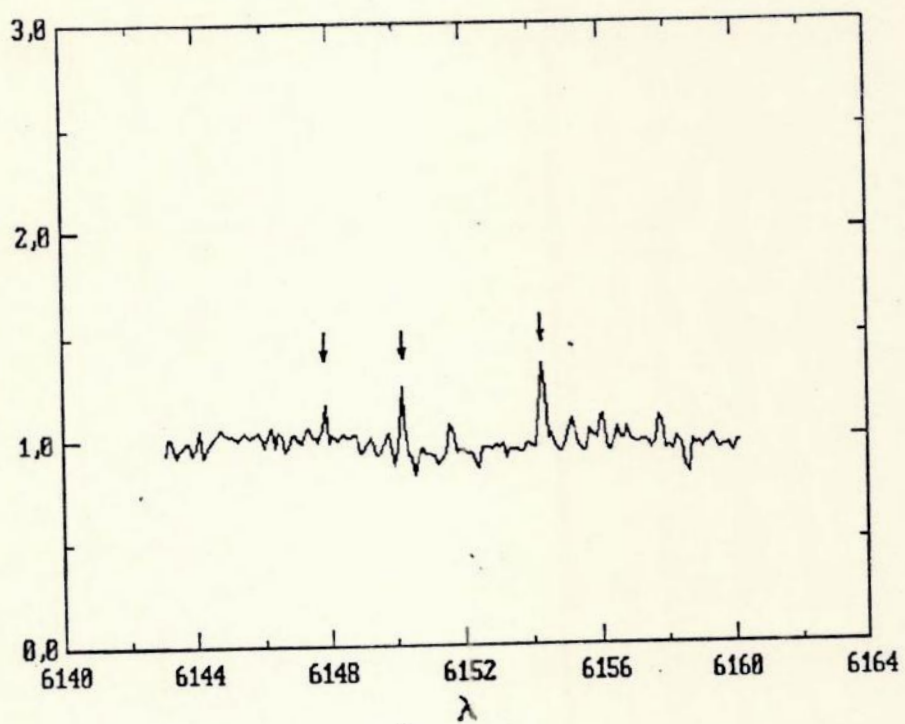
Espectros de Razão — AA Tauri



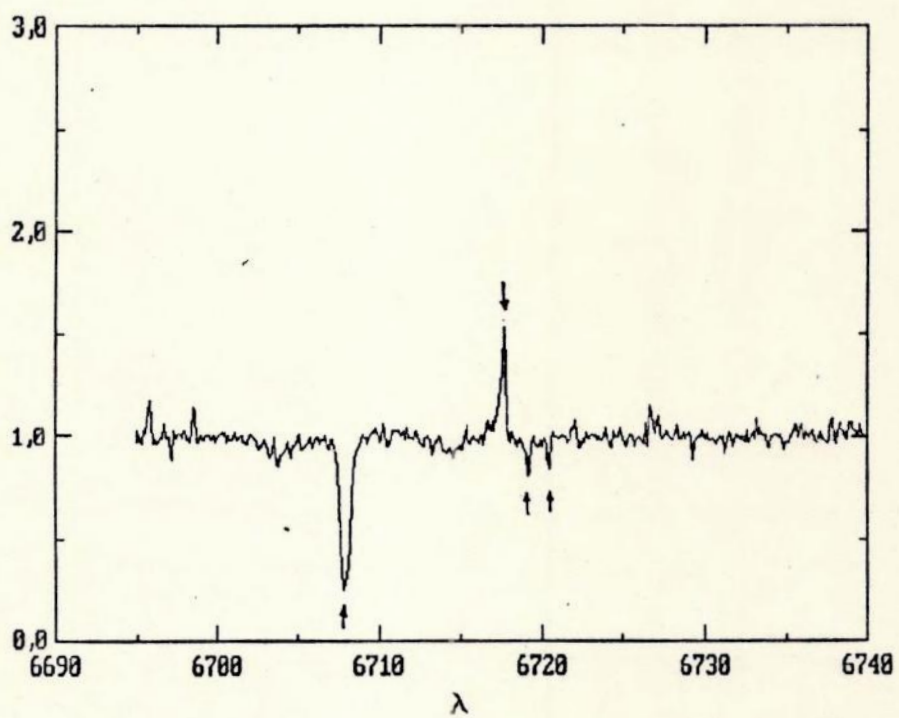
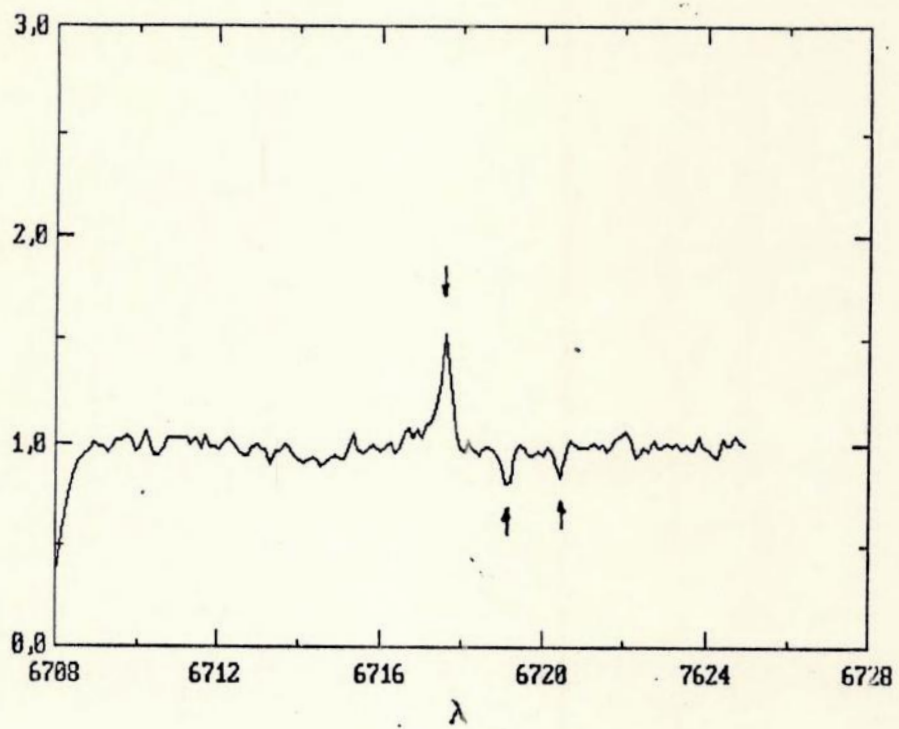
Espectros de Razão — AA Tauri



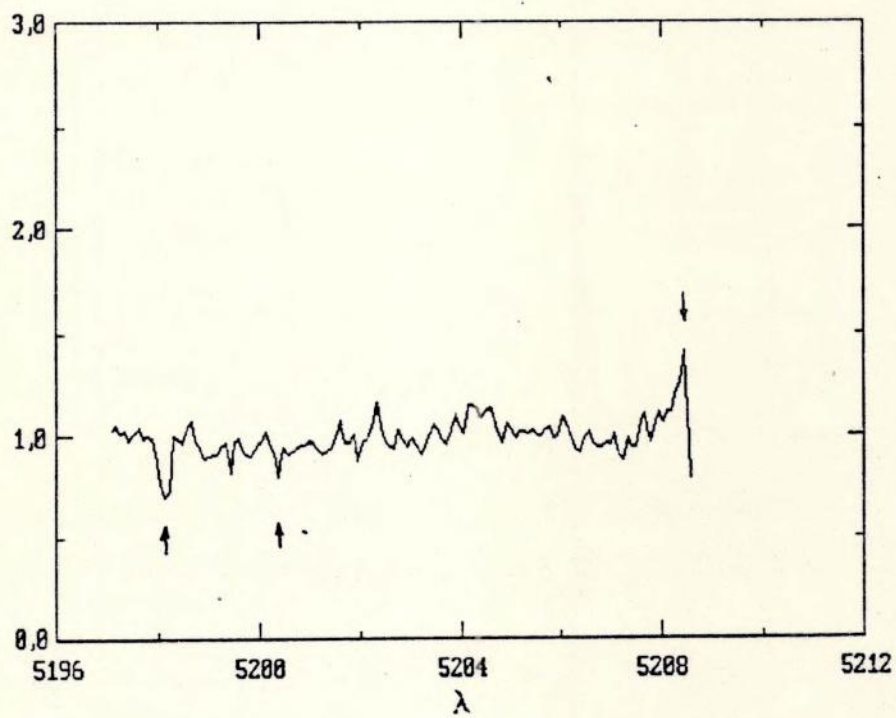
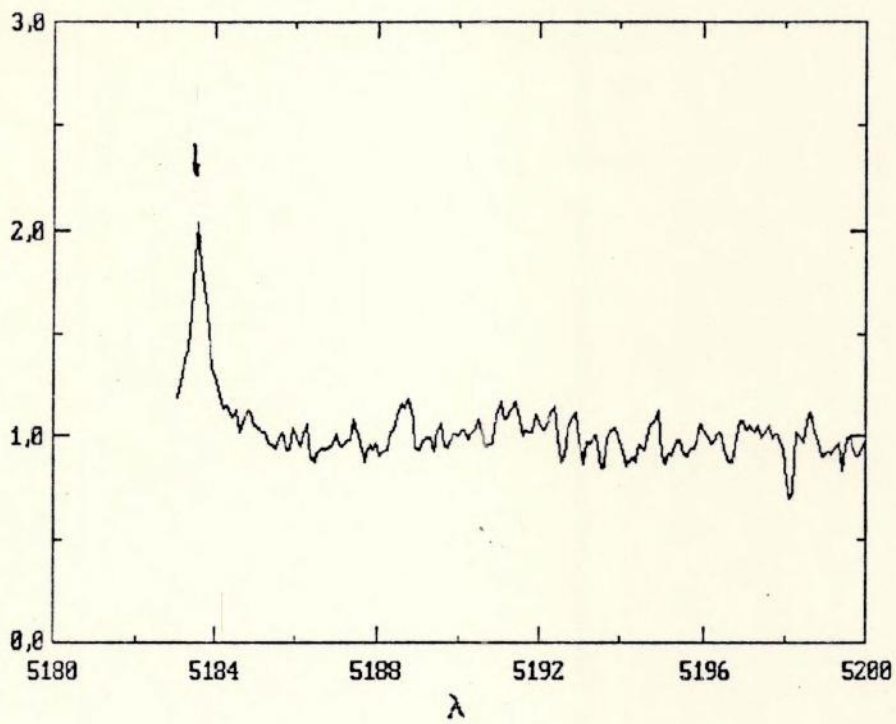
Espectros de Razão — AA Tauri



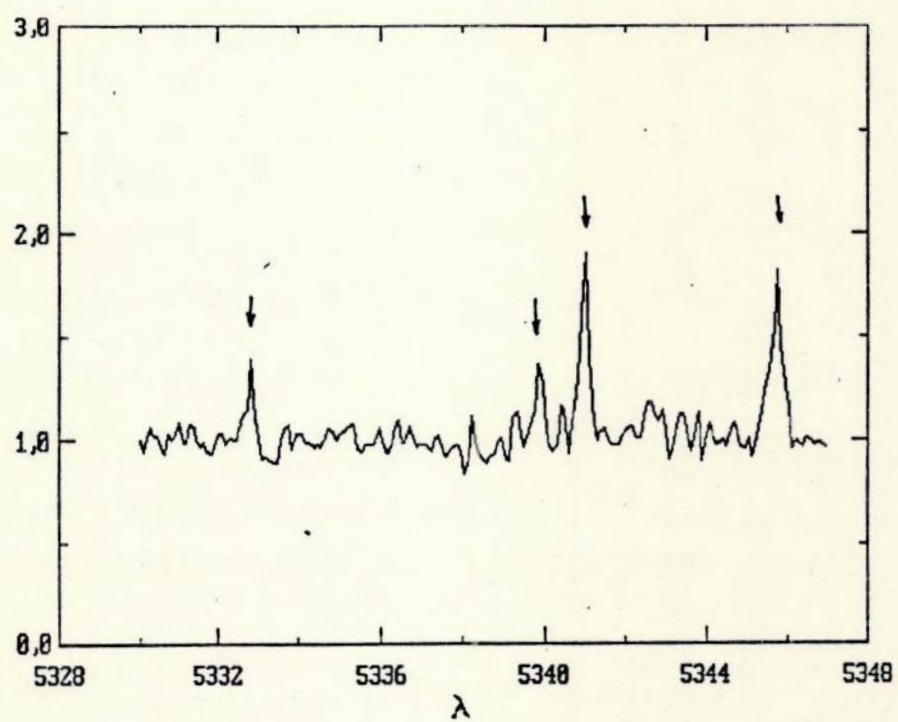
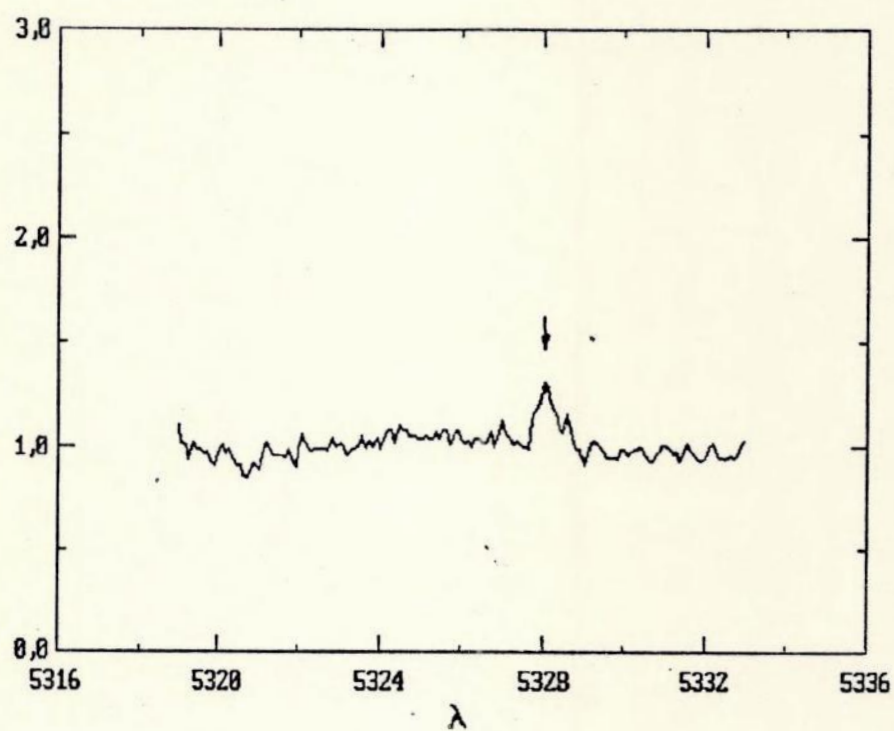
Espectros de Razão — AA Tauri



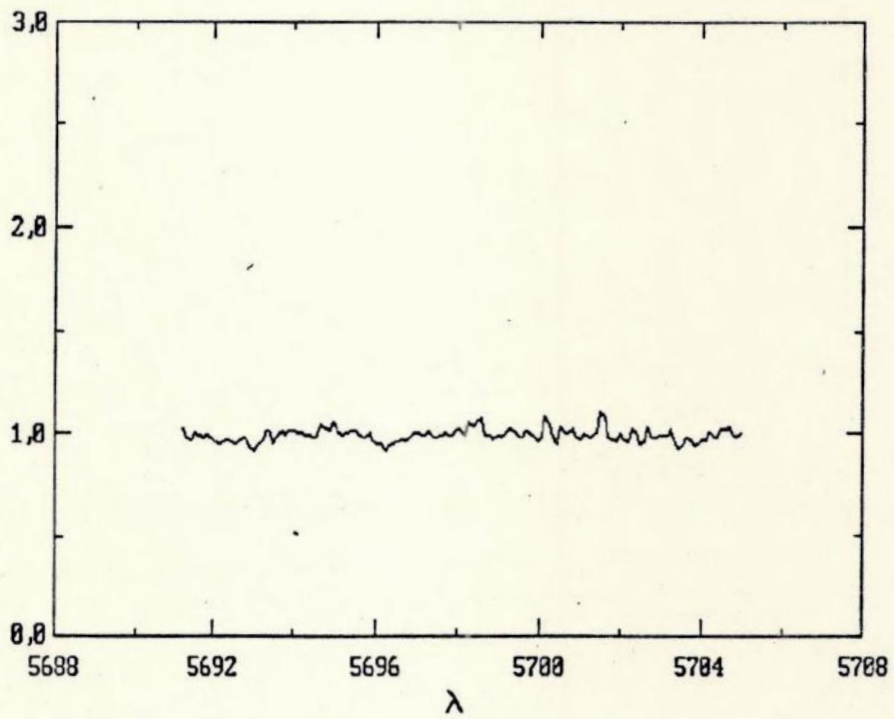
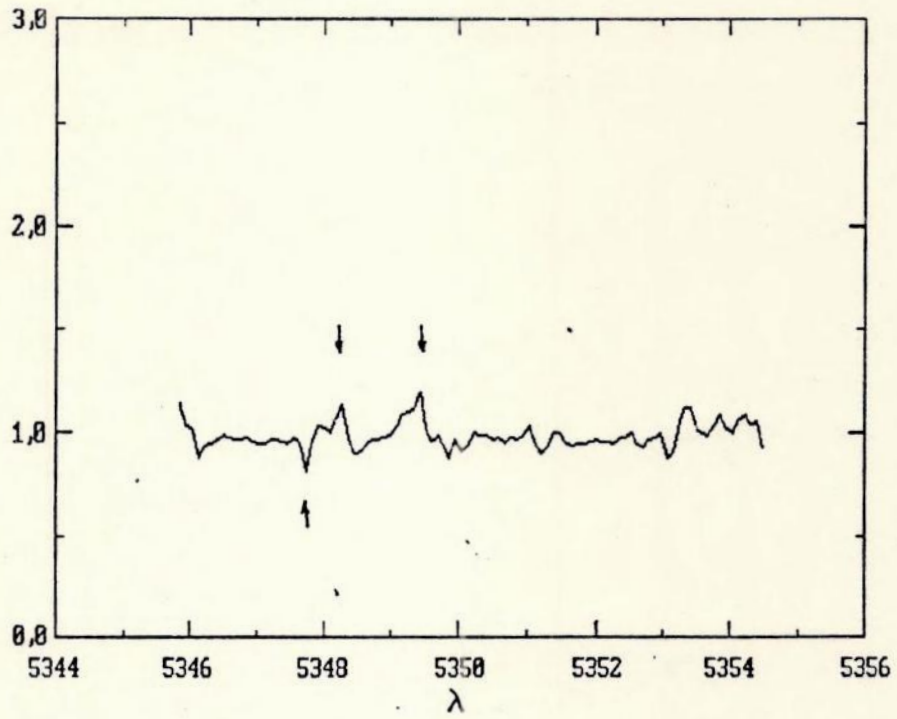
Espectros de Razão — BP Tauri



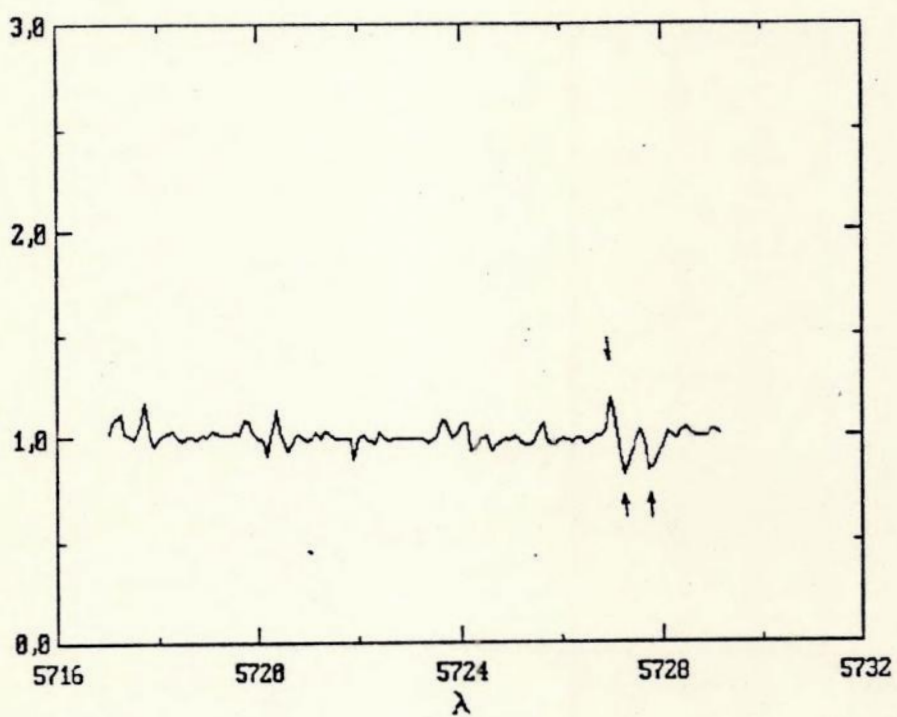
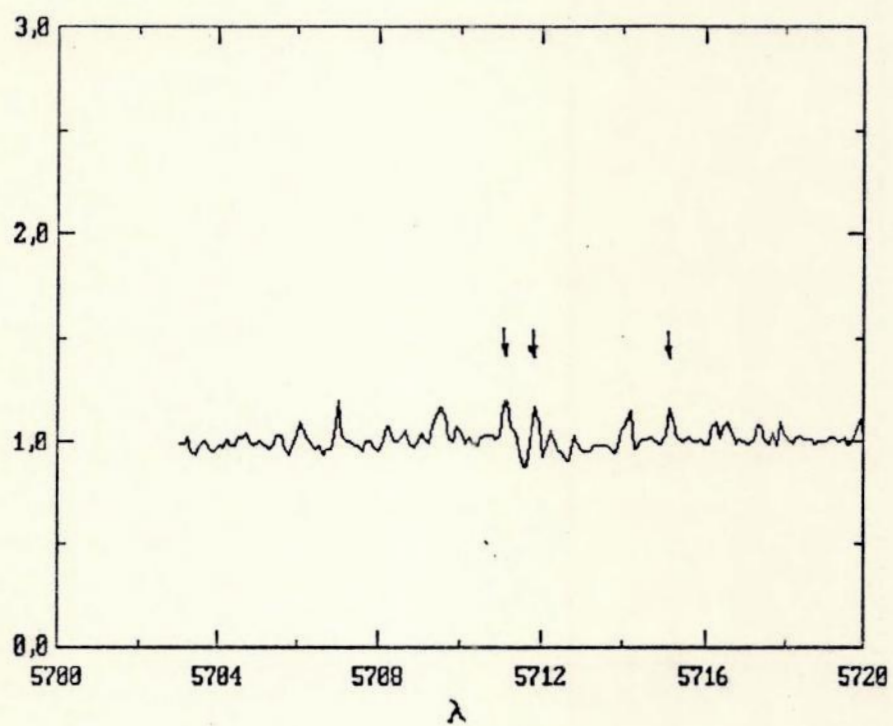
Espectros de Razão — BP Tauri



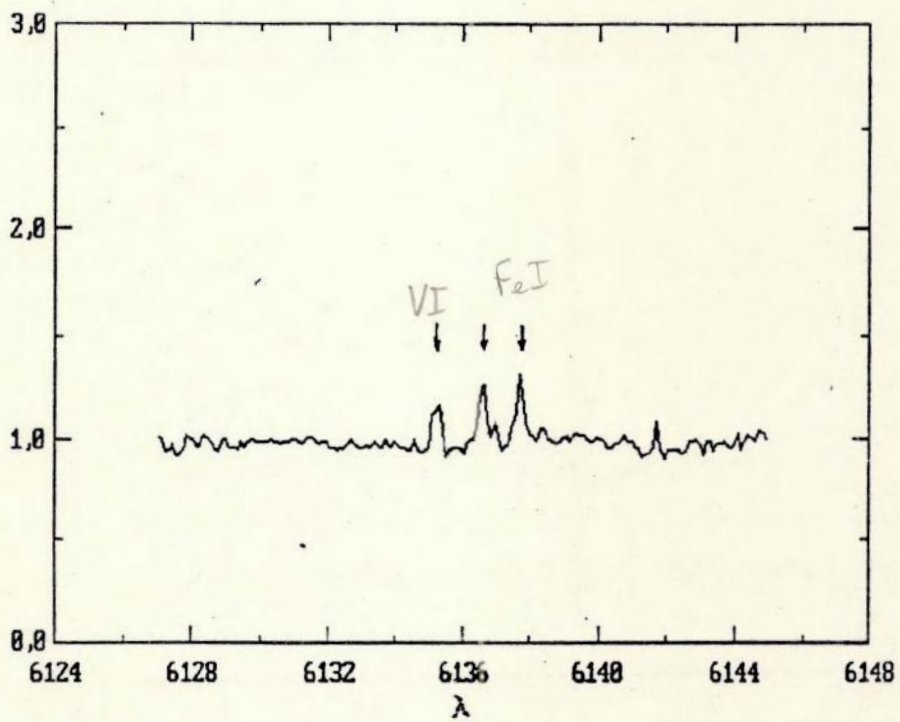
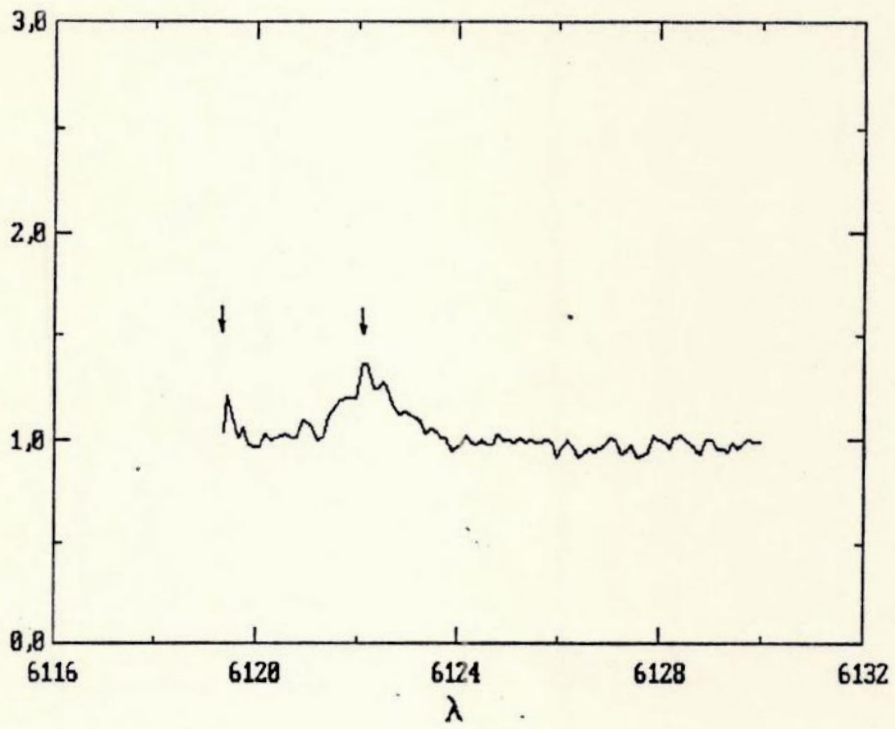
Espectros de Razão — BP Tauri



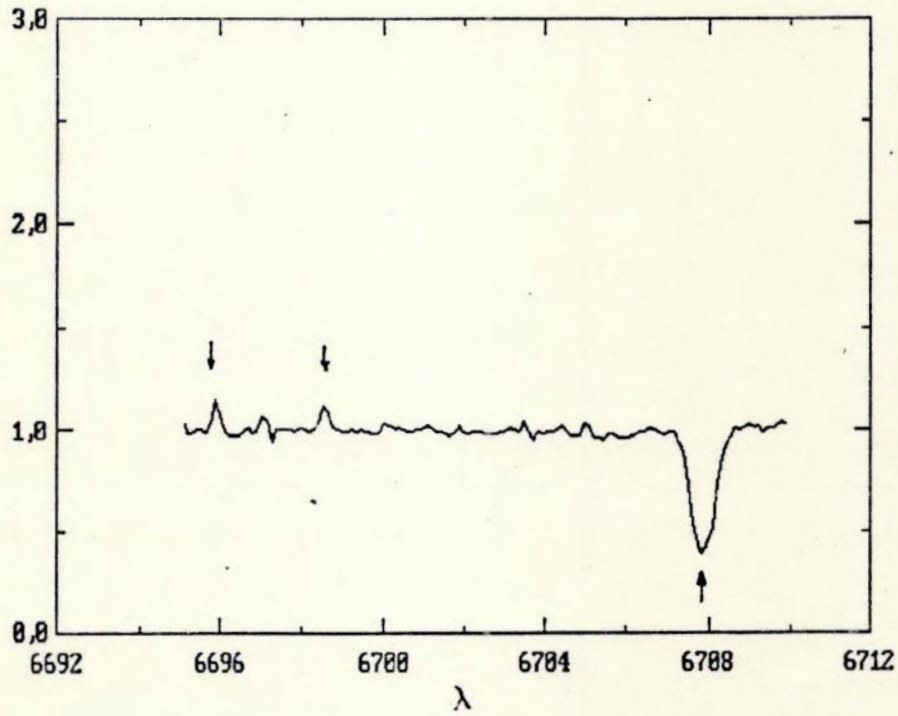
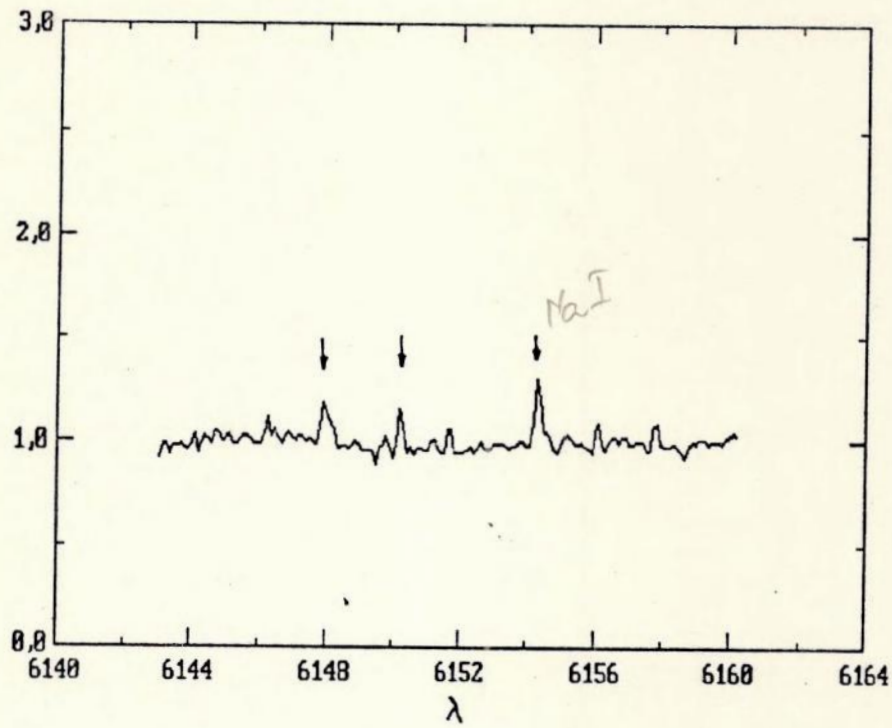
Espectros de Razão — BP Tauri



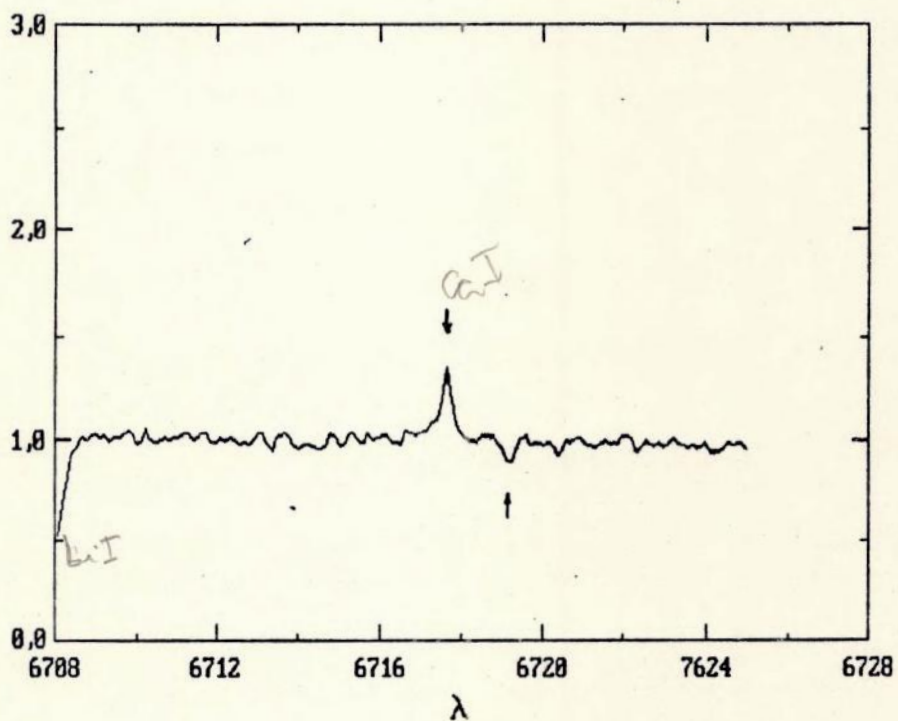
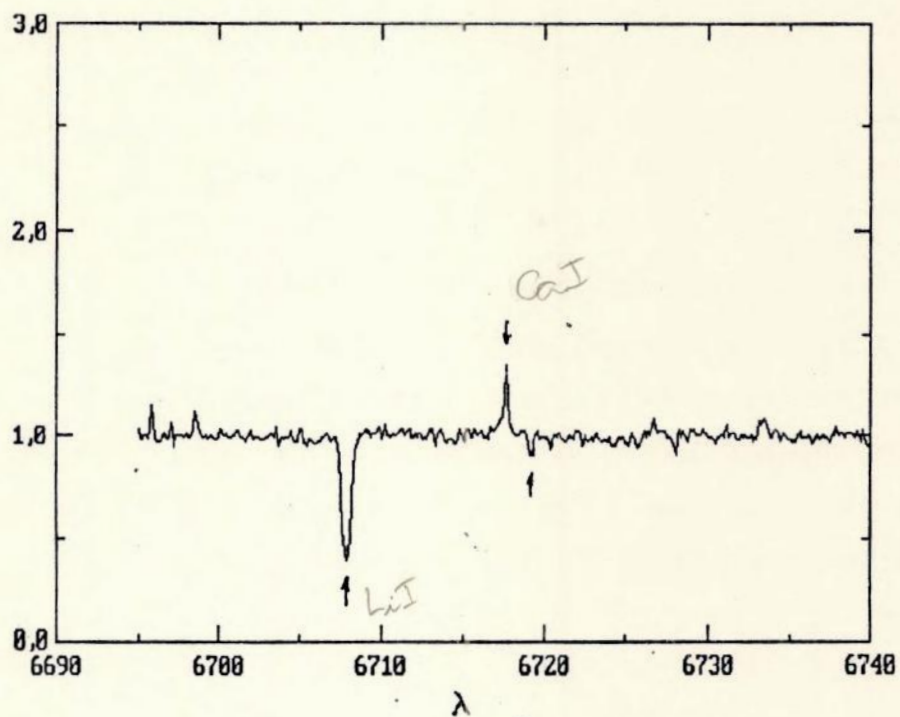
Espectros de Razão — BP Tauri



Espectros de Razão — BP Tauri



Espectros de Razão — BP Tauri

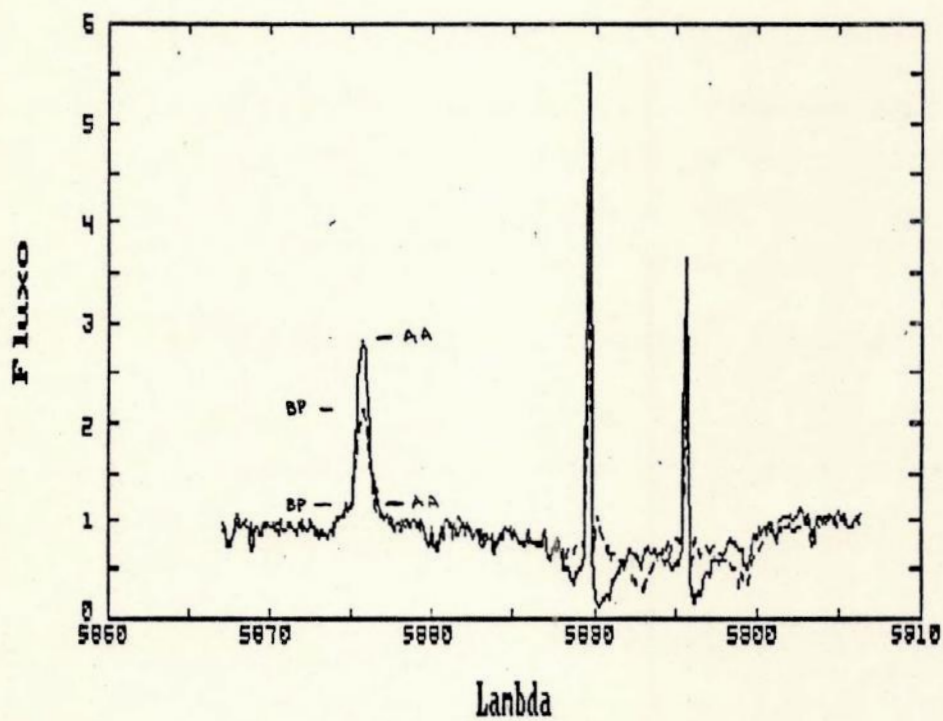
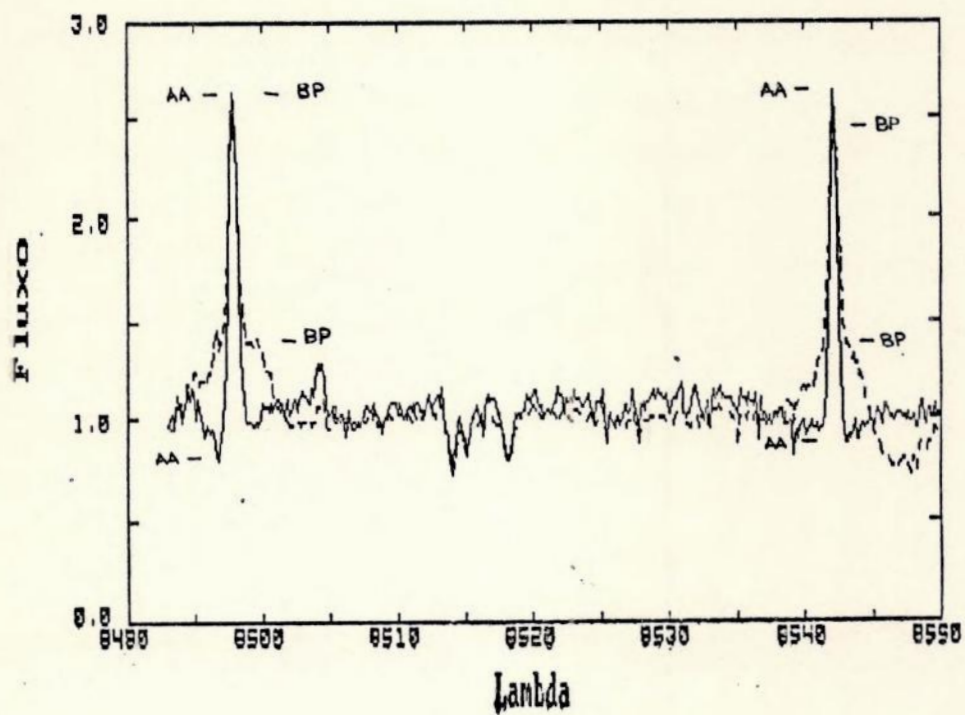


Expandido

Os espectros de razão apresentados estão corrigidos para o efeito do velamento contínuo. Eles nos mostram que as ETT pesquisadas têm atividade cromosférica, o que está evidenciado na presença de muitos perfis com emissão virtual. Além disto, comparando-se as ETT é fácil notar que AA Tauri é mais ativa do que BP Tauri, porque as emissões virtuais na primeira são mais intensas e mais numerosas que na segunda (vide espectros de razão) e tal diferença tem relação direta com o grau de atividade estelar. De fato, os indicadores clássicos de atividade estelar — tripleto IV de CA II, as linhas H e K, e He I $\lambda 5875,6\text{\AA}$ — comprovam esta afirmação. Os espectros de AA e BP Tauri que apresentam os indicadores acima (página 71) estão superpostos e com o velamento contínuo corrigido para tornar fácil a verificação de suas diferenças intrínsecas. O espectro de BP Tauri está tracejado; os pontos que delimitam as linhas de Ca II e de He I indicam o que deve ser considerado para a contribuição cromosférica, pois a parte alargada e não simétrica referentes à linha $\lambda 8498\text{\AA}$ e 8542\AA , não tem origem estelar. As acentuadas e estreitas linhas em emissão ao lado do He I são, respectivamente, as linhas D2 e D1 do sódio provenientes de poluição luminosa terrestre.

Como se tratam de razões de espectros, não podemos obter o fluxo da “linha em emissão” e relacioná-lo com fluxo de He I $\lambda 5875,6\text{\AA}$ por exemplo. Aqui, eles estão apenas fornecendo informações qualitativas sobre a atividade estelar e a existência de elementos químicos indicadores desta atividade. Para obtermos resultados quantitativos, deveremos lançar mão de *espectros de diferença*.

Indicadores Clássicos de Atividade Estelar: Ca II $\lambda\lambda 8498, 8542\text{\AA}$ e He I $\lambda 5875\text{\AA}$.



Na Tabela 6, apresentamos as linhas espectrais com velamento diferencial. Entretanto temos de considerar que a maioria dos nossos objetos são estrelas frias nas quais a incidência de bandas moleculares e de linhas com baixo potencial de excitação é extremamente significativa e nem sempre presentes no catálogo solar (Moore, 1966). Foram identificadas 48 linhas com preenchimento seletivo. Destas, 23 são linhas isoladas onde destacam-se ferro, cálcio, vanádio e magnésio; cinco são *blends* que contém ferro. Catorze perfis estão presentes ou em AA ou em BP Tauri mas não em ambas simultaneamente. Observamos 11 absorções virtuais, sendo que três delas foram identificadas (ítrio, níquel e lítio). No espectro de razão na região de 5200Å, podemos notar a presença de um perfil acentuado em absorção (λ5198,0Å). Este perfil está posicionado entre uma linha de ferro e uma de MgH, mas não está identificada no Moore (1966). Sua presença inequívoca nos espectros de razão requer um estudo ulterior.

Apesar de termos encontrado 48 linhas espectrais com preenchimento seletivo, algumas se destacam pela intensidade com que aparecem na razão de espectros:

- a) o Fe I aparece com três linhas: λλ5328,1Å, 6136,6Å e 6137,0Å. as únicas linhas de V I que foram identificadas têm forte preenchimento cromosférico;
- b) As duas linhas espectrais de Mg I têm preenchimento conspícuo, bem como as três linhas de Ca I. Em princípio este resultado já era esperado tendo em vista o fato destes dois elementos serem classicamente alinhados entre os melhores indicadores de atividade cromosférica.
- c) A linha de Na I λ6154,2Å também se encontra ressaltada nos espectros de razão.
- d) O Li I λ6707,8Å está em absorção virtual como esperávamos já que este metal é abundante em ETT.

Tabela 6

Linhas espectrais com preenchimento seletivo

$\lambda(\text{\AA})$		metal	$\lambda(\text{\AA})$		metal
5183,6	*	Mg I	5711,1	*	Mg I
5191,5	?AA	Fe I	5711,9	*	Fe I (Ni I)
5192,4	?AA	Fe I	5715,1	*	NiI, FeI, TiI
5198,1	a	—	5727,1	*	V I
5200,4	a	Y II	5727,3		—
5204,5	?AA	Cr I	5727,8		—
5206,0	?AA	Cr I (Ti I)	6119,5	*	V I
5208,4		Cr I	6122,2	*	Ca I
5328,1	*	Fe I	6135,4	*	V I
5328,5	?AA	Fe I	6136,6		Fe I
5332,9	?BP	Fe I	6137,0	?AA	Fe I
5338,0	?a	—	6137,7		Fe I
5339,9	?BP	Fe I	6141,1	?a	—
5341,0	*	FeI (MnI, ScI)	6141,4	?a	—
5342,7	?AA	Co I	6147,8		Fe I
5343,4	?AA	Fe I, Co I	6150,2	*	V I
5345,8	*	Cr I	6154,2		Na I
5347,7	a	Ni I	6696,0		Al I
5348,3	?AA	Cr I	6697,1		—
5349,5		Ca I	6698,7		Al I
5701,6	?AA	Fe I	6707,8	a	Li I
5706,0	?AA	Fe I	6717,0	*	Ca I
5707,1	?AA	Fe I	6719,0	a	—
5709,4		Fe I	6720,4	?a	—

* : Forte preenchimento

?AA : Preenchimento duvidoso e presente somente em AA Tauri

?BP : Preenchimento duvidoso e presente somente em BP Tauri

a : Absorção virtual (linha espectral mais intensa na ETT)

?a : Absorção virtual duvidosa

CONCLUSÃO

O método por nós utilizado mostrou-se eficiente para assinalar linhas espectrais sujeitas a preenchimento cromosférico, ou velamento diferencial. Foram encontradas um total de 48 linhas com preenchimento seletivo o que nos dá confiança de que todo o procedimento por nós utilizado poderá ser empregado em uma amostra maior de objetos, bem como em uma maior faixa espectral. Justifica-se portanto um trabalho que analise uma faixa espectral mais extensa e com maior número de linhas dos metais referidos para se construir uma lista de indicadores de atividade estelar. É possível correlacionar os fluxos das emissões com o grau de atividade estelar, que poderão ser encontradas em *espectros de diferença*.

A partir dos resultados obtidos concluímos que:

a) O vanádio nêutro é um bom indicador de atividade estelar. Outros elementos nêutros também surgiram como fortes candidatos, tais como o ferro, magnésio, cálcio e sódio. Todos estão presentes nos espectros de razão de AA e BP Tauri, bem visíveis e proporcionais ao grau de atividade de cada uma das ETT.

b) Recentemente, as ETT têm sido espectralmente classificadas com base na razão de larguras equivalentes de determinadas linhas. Nosso trabalho permite selecionar *a priori* quais as boas linhas que podem ser utilizadas neste critério de classificação. Caso uma das linhas tenha preenchimento cromosférico, então a classificação espectral estará comprometida. O mesmo pode ser dito em relação ao cálculo de abundâncias baseados em métodos simples tais como o de curvas de crescimento.

A análise aqui desenvolvida será aplicada em trabalho futuro, onde serão pesquisados os itens abaixo:

a) a intensidade de emissão virtual para uma mesma ETT em diferentes noites de observação; cada espectro será corrigido do velamento contínuo ao nível da estrela padrão. Desta forma, poderemos comparar diretamente atmosferas estelares.

b) a intensidade de emissão virtual para diferentes ETT com mesmo tipo espectral, compará-la com emissões encontradas em estrelas padrões e estrelas ativas da Sequência Principal como dKe ou dMe.

c) existência ou não de intensificação das emissões virtuais com a taxa de acréscimo de massa pelo disco circunstelar, ou seja, correlacionar o velamento contínuo com a emissão dos indicadores cromosféricos. Este estudo visa determinar se o gás acrescentado pelo disco à estrela pode ser canalizado pelo campo magnético estelar, criando regiões ativas altamente aquecidas.

Referências Bibliográficas

- Adams, F.C., Lada, C.J., Shu, F.H. 1987 *Astrophys. J.* **312** , 788
- Adams, F. C., Shu, F.H. 1986 *Astrophys. J.* **308**, 836
- Ambartsumian V. A. 1947 *Stellar Evolution and Astrophysics* (Erevan: Acad. Sci. Armenian SSR)
- Anderson, L.S., Athay, R.A. 1989 *Astrophys. J.* **336**, 1089
- Appenzeller, I., Jankovics, I., Östreicher, R. 1985, *Astron. Astrophys.* **141**, 108
- Ayres, T.R., Marstad, N.C., Linsky, J.L., 1981, *Astrophys. J.* **247**, 545
- Basri, G., Batalha, C, 1990, *Astrophys. J.* **363**, 654
- Basri, G., Laurent, R., Walter, F.M. 1985, *Astrophys. J.* **298** , 761
- Basri, G., Wilcots, E., Stout, N. 1989, *Pub. A. S. P.* **101**, 528
- Bastien, P., Ménard, F. 1987, *Astrophys. J.* **326**, 334
- Bertout, C., Basri, G., Bouvier, J. 1988, *Astrophys. J.* **330**, 350
- Bertout, C. 1989, *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* **27**, 351
- Blanco, C., Catalano, S., Marilli, W., Rodono, M. 1974, *Astr. Astrophys.* **33**, 257
- Calvet, N., Basri, G., Kuhi, L.V. 1984, *Astrophys. J.* **277**, 725
- Cohen, M. e Kuhi, L.V. 1979, *Astrophys. J. Suppl.* **41**, 743
- Cohen, M., Bieging, J. H., Schwartz, P. R. 1982, *Astrophys. J.* **253**,707

- Cram, L.E. 1979, *Astrophys. J.* 234, 949
- de la Reza, R., Torres, C.A., Quast, G., Castilho, B.V., Vieira, G.L. 1989, *Astrophys. J.* 343, L61
- De Vegt, C. 1982, *Astron. Astrophys.* 109, L15
- Dyck, H.M., Simon, T., Zuckermann, B. 1982, *Astrophys. J. Lett.* 255, L103
- Durney, B.R., Mihalas, D., Robinson, R. 1981, *Pub. A. S. P.* 93, 537
- Finkenzeller, U., Basri, G. 1985, *Messenger* 42, 20
- Finkenzeller, U., Basri, G. 1987, *Astrophys. J.* 318, 823
- Gray, D.F. 1976, *The Observation of Stellar Photospheres* (Toronto: Wiley)
- Gray, D.F. 1982, *Astrophys. J.* 261, 259
- Hanson, R.B., Jones, B.F., Lin, D.C. 1983, *Astrophys. J. Lett.* 270, L27
- Hartigan, P., Hartmann, L., Kenyon, S., Hewett, R., Stauffer, J. 1989 *Astrophys. J. Suppl.* 70, 899
- Hartigan, P., Kenyon, S.J., Hartmann, L., Strom, S.E., Susan, E., Welty, A.D., Stauffer, J. 1991, preprint.
- Herbig, G.H. 1962, *Adv. Astron. Astrophys.* 1, 47
- Herbig, G.H. 1977, *Astrophys. J.* 214, 747
- Jacoby, G.H., Hunter, D.A., Christian, C.A. 1984, *Astrophys. J. Suppl.* 56, 257
- Joy, A.H. 1945, *Astrophys. J.* 102, 168
- Kraft, R. 1967, *Spectroscopic Astrophysics*, ed. G.H. Herbig (Berkeley: University of California Press) p.385

- Lábonte, B.J. 1986, *Astrophys. J. Suppl.* 62, 229
- Linsky, J.L., Ayres, T.R. 1978, *Astrophys. J.* 220, 619
- Linsky, J.L., Worden, S.P., McClintock, W., Robertson, R.M. 1979, *Astrophys. J. Suppl.* 41, 47
- Linsky, J.L. 1980, *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* 18, 439
- Linsky, J.L. 1985, *Solar Physics* 100, 333
- Lynden-Bell, D., Pringle, J.E. 1974, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 168, 603
- Mendoza, V.E.E. 1966, *Astrophys. J.* 143, 1010
- Mendoza, V.E.E. 1968, *Astrophys. J.* 151, 977
- Middlekoop, F. 1982, *Astron. Astrophys.* 107, 31
- Myers, P.C., Fuller, G.A., Mathieu, R.D., Beichman, C.A., Benson, P.J., Schild, R.E., Emerson, J.P. 1987, *Astrophys. J.* 319, 340
- Moore, C., E., Minnaert, M. G. J. e Houtgast, J.; *The Solar Spectrum 2935Å to 8770Å* — National Bureau of Standards Monograph 61, 1966.
- Myers, P.C., Fuller, G.A., Mathieu, R.D., Beichman, C.A., Benson, P.J., Schild, R.E., Emerson, J.P. 1987, *Astrophys. J.* 319, 340
- Noyes, R.W., Hartmann, L.W., Baliunas, S.L., Duncan, D.K., Vaughan, A.H. 1984, *Astrophys. J.* 279, 763
- Orange, B.J. 1983, *Astron. Astrophys.* 124, 43
- Orrall, F.K. 1981, *Proc. Skylab Active Region Workshop*, Colo. Ass. Univ. Press
- Rutten, r.G.M. 1987, *Astron. Astrophys.* 177, 131

- Schrijver, C.J. 1987, *Astron. Astrophys.* 172, 111
- Simon, T., Fekel, F.C. 1987, *Astrophys. J.* 316, 434
- Skumanich, A. 1972, *Astrophys. J.* 171, 565
- Strom, S.E. 1983, *Revista Mexicana Astr. Astrofis.* 17, 73
- Strom, K.M., Strom, S.E., Edwards, S., Cabrit, S., Strutskie, M.F. 1989, *Astron. J.*
- Svetska, Z.: 1976, in D. J. Williams (ed.) *Physics of Solar Planetary Environments*, American Geophys. Union, p. 129
- Ulmschneider, P., Schmitz, F., Kalkofen, W., Bohn, H.U. 1978, *Astron. Astrophys.* 70, 487
- Vaughan, A.H., Preston, G.W. 1980, *Pub. A. S. P.* 92, 385
- Walker, M.F. 1956, *Astrophys. J. Suppl.* 41, 743
- Walker, M.F. 1972, *Astrophys. J.* 175, 89
- Wilson, O.C. 1963, *Astrophys. J.* 138, 832
- Zappala, R.R. 1972, *Astrophys. J.* 172, 57

Agradecimentos,

aos professores dos Institutos de Física e Geociências (Depto. de Astronomia) que participaram de minha formação, em especial aos, Prof. Hélio Salim de Amorim (I.F.), Prof. Jorge Albuquerque Vieira, Professoras Encarnação Amélia, Lília Arani e Dra. Heloísa Boechat (IGEO).

ao Dr. Ramiro de la Reza (CNPq - ON) quem primeiro me orientou no Observatório Nacional.

ao Dr. Celso Corrêa Batalha (CNPq - ON), por ter-me orientado e propiciado realizar este trabalho, e que continuará me formando no meu Mestrado.

ao amigo Marcelo Maneschy (IF - UFRJ), pelos dias de trabalho e de estudo em física.

ao Gustavo F. Mello e ao Rundsthen (CNPq - ON), pelo incentivo recebido neste meu final de curso.

ao Ricardo P. Schiavon, por ter-me ajudado a revisar esta monografia e a quem devo o entusiasmo nos estudos de astronomia.

ao Núcleo de Computação Eletrônica / UFRJ, pelo suporte computacional.

Sou grato a FAPERJ por sua confiança e aceitação deste trabalho, e pelo suporte financeiro a mim oferecido.