



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO  
CENTRO DE CIÊNCIAS MATEMÁTICAS E DA NATUREZA  
INSTITUTO DE GEOCIÊNCIAS  
OBSERVATÓRIO DO VALONGO

**ESTUDO DO  $\text{Ca I}$  COMO INDICADOR DE ATIVIDADE  
EM ESTRELAS JOVENS**

**SIMONE DAFLON DOS SANTOS**

ORIENTADOR: Dr. CELSO CORRÊA BATALHA (CNPq-ON)

CO-ORIENTADORA: KATIA CUNHA (CNPq-ON)

Projeto Apresentado Para Obtenção do Grau de  
Astrônoma  
pelo Departamento de Astronomia - UFRJ

RIO DE JANEIRO — DEZEMBRO DE 1993

## AGRADECIMENTOS

- ♠ Antes de tudo, agradeço ao Dr. Celso C. Batalha e Katia Cunha pela paciência e dedicação durante o período de iniciação científica;
- ♠ Ao DAF, pelo suporte computacional e a João Luiz Kohl, por estar sempre pronto a solucionar os mais diversos problemas;
- ♠ Aos professores do Observatório do Valongo, em especial, a Jorge, Lilia, Encarnacion e José Augusto;
- ♠ Aos amigos Marcelo Arcoverde, Gladys, Luís Guilherme, Luís Otávio, Jaime, Walkiria, Gabriel e a outros tantos colegas do IF e do Valongo;
- ♠ Aos companheiros T-Táuricos Marco Aurélio e Ricardo, que foram fundamentais na conclusão deste projeto;
- ♠ Aos meus pais, Francisco e Mônica, e aos meus irmãos, Alessandra e Alexandre, pelo apoio constante;
- ♠ A Paulo, sempre presente;
- ♠ A “turma-luz”, Paulo César, André e Cristine, pelo incentivo e pela força;
- ♠ Aos amigos Ramon, Alzira, Luís Antônio, Vítor, Tereza, Carla, Augusto, Eduardo e Bernardo, pelos bons momentos fora da Astronomia;
- ♠ Ao CNPq, pelo suporte financeiro.

## ÍNDICE

Resumo .....	1
Capítulo 1 - Introdução .....	2
Capítulo 2 - Observações .....	6
Capítulo 3 - Tratamento dos dados .....	10
3.1 - Calibração em comprimento de onda e interpolação dos espectros ...	10
3.2 - Normalização dos espectros .....	11
3.3 - Redução a um mesmo $v \text{ sen } i$ .....	12
3.4 - Correção devido ao velamento contínuo .....	13
3.5 - Figuras .....	16
Capítulo 4 - Resultados .....	18
4.1 - Obtenção dos espectros de razão .....	18
4.2 - Obtenção dos espectros de diferença .....	19
4.3 - Cálculo do fluxo integrado do espectro de diferença .....	20
4.4 - Figuras .....	24
Capítulo 5 - Discussão .....	37
Capítulo 6 - Conclusões .....	39
Apêndice 1 - Sub-rotinas IRAF .....	40
Referências .....	43



## RESUMO

O objetivo deste trabalho é verificar se a linha do Ca I,  $\lambda 4226\text{\AA}$ , pode ser utilizada como indicadora de atividade estelar, assim como acontece com algumas linhas de Ca II, que são linhas indicadoras clássicas. Para tal, analisamos o fluxo relativo desta linha de absorção nos espectros de 12 estrelas T-Tauri através da técnica de análise diferencial.

A análise diferencial consiste em corrigir o espectro da estrela T-Tauri devido à rotação estelar projetada,  $v \sin i$ , e ao velamento contínuo e comparar o espectro resultante com o de uma estrela padrão de tipo espectral semelhante, através da diferença e da razão destes espectros. A estrela padrão utilizada neste trabalho é a VA 404, pertencente ao aglomerado das Hyades, e que tem metalicidade e fotosfera, por suposição, semelhantes às das estrelas T-Tauri.

A análise qualitativa dos espectros de razão mostrou que a linha  $\lambda 4226\text{\AA}$  se evidencia com uma "pseudo-emissão", indicando forte preenchimento seletivo. Este resultado nos leva à conclusão que a linha  $\lambda 4226\text{\AA}$  do Ca I é uma indicadora de atividade estelar na região do azul.

O fluxo residual desta linha apresentou correlação com o acréscimo de matéria do disco à superfície da estrela (velamento). Este resultado vem reforçar a hipótese de que a magnetosfera de uma estrela T-Tauri desempenha um papel fundamental no acréscimo de matéria à superfície da estrela. Ao mesmo tempo, sugerimos que a correlação por nós encontrada é uma forma indireta de presenciar a formação de parte da linha do Ca I nestas regiões de acréscimo.



## Capítulo 1 - INTRODUÇÃO

As estrelas T-Tauri foram originalmente descobertas por Joy (1945), que encontrou no complexo Taurus-Aurigae um grupo de estrelas variáveis com linhas de emissão que lembravam a cromosfera solar. Ele denominou esta classe de objetos como estrelas T-Tauri, pois a primeira estrela por ele observada foi a estrela T Taurus. De agora em diante, nesta monografia, usaremos ETT para nos referirmos às estrelas desta classe. Poucos anos mais tarde, Ambartsumian (1947) sugeriu que as ETT eram estrelas jovens, pois ocorriam em associações de estrelas OB. Herbig (1977) demonstrou a associação física entre as ETT e suas nuvens de origem, após comparar a velocidade radial de 50 ETT com a velocidade destas nuvens. Ele concluiu que as estrelas não se moviam em relação às nuvens e que, como estas estrelas são muito jovens, elas não teriam tido tempo para se dissociarem das nuvens.

Nesta introdução descreveremos as características das ETT e alguns modelos que procuram explicar os fenômenos que ocorrem na fotosfera destas estrelas.

As ETT são variáveis irregulares que ainda não atingiram a sequência principal. São estrelas jovens, com idades inferiores a  $10^7$  anos e que possuem massas menores do que  $3 M_{\odot}$ , magnitude visual variando entre 12 e 15 e que apresentam tipos espectrais entre K e M.

Numa primeira tentativa de classificar as ETT de acordo com suas características espectroscópicas, Herbig (1962) definiu ETT como estrelas que apresentam as seguintes características:

- 1) Linhas do Hidrogênio da série de Balmer e H e K do Ca II em emissão.
- 2) Linhas de Fe I em  $4063\text{Å}$  e  $4132\text{Å}$ , em emissão.
- 3) Linhas proibidas de [O I] e [S II], em emissão.
- 4) Absorção intensa do Li I em  $6707\text{Å}$ .

Bastian et al. (1983) definiram as ETT segundo os seguintes critérios:



- 1) São estrelas que estão associadas a uma região de obscurecimento.
- 2) Apresentam  $H_\alpha$  em emissão com larguras equivalentes ( $W(H_\alpha)$ ) superiores a  $5\text{\AA}$ .
- 3) Apresentam tipos espectrais posteriores a F.

De acordo com a largura equivalente  $W(H_\alpha)$ , as ETT se classificam como fracas ( $W(H_\alpha) < 10\text{\AA}$ ) ou clássicas ( $W(H_\alpha) > 10\text{\AA}$ ) (Bouvier, 1990). Estas últimas são também chamadas contínuas quando apresentam velamento intenso capaz de eliminar todas as linhas de absorção num espectro de baixa resolução.

Um das principais características das ETT é o velamento. Este se caracteriza como um processo de preenchimento das linhas em absorção que reduz a profundidade destas. O velamento aparece nos espectros das ETT de duas maneiras distintas: 1) preenchimento seletivo das linhas que indicam atividade estelar e 2) excesso de ultravioleta e infravermelho acima do contínuo estelar devido a atividade não-cromosférica (velamento contínuo).

Várias tentativas foram feitas para se explicar satisfatoriamente o velamento, uma peculiaridade dos espectros das ETT. Ao longo dos últimos 20 anos diversos modelos foram propostos, tendo como objetivo explicar as fortes linhas de emissão características destes objetos, assim como o velamento observado. Estes modelos podem ser separados em dois grupos principais: o primeiro, derivado essencialmente da atividade estelar, sugere que os fluxos em determinadas linhas espectrais ou estão sendo formados numa região semelhante à cromosfera ou num vento impulsionado e dirigido por linhas de campo magnético de origem estelar. Basicamente, as linhas em emissão são intensificadas pela força da dissipação magnética nas camadas superiores a fotosfera, sendo, portanto, um resultado direto da atividade estelar. Um segundo cenário propõe que um disco de material circunstelar composto de gás e poeira produz todas as variações e peculiaridades destas estrelas. Assim sendo, as emissões características de certas linhas, bem como o excesso de brilho no azul e no infravermelho, seriam resultante de processos intrínsecos ao disco e não necessariamente à atividade estelar.

Dentre os modelos encontrados na literatura, para explicar as fortes linhas de emissão das ETT, podemos citar brevemente:

- i) O modelo da cromosfera profunda



As ETT apresentam atividade magnética mais intensa do que outras estrelas da Sequência Principal, pois são jovens, giram muito rápido e possuem um efeito dínamo muito forte que deve ser o responsável pela sua intensa atividade magnética (Basri, Wilcots & Stout, 1989). O excesso no contínuo e as linhas de emissão das ETT são resultado desta atividade magnética. Para explicar tais emissões, Herbig (1970) propôs este modelo, de acordo com o qual, a cromosfera de uma ETT começa em profundidades maiores do que normalmente ocorreria em estrelas inativas. Isso faz com que a temperatura comece a aumentar em regiões de densidade mais alta. A fonte de energia necessária para justificar as perdas radiativas observadas nas ETT é intrínseca à estrela. O modelo é capaz de reproduzir as fortes linhas H e K do Ca II, h e k do Mg II e o excesso no contínuo no ultravioleta, porém não é capaz de reproduzir satisfatoriamente as linhas brilhantes do hidrogênio, que são uma marca nos espectros das ETT (Cram, 1979). Essas linhas devem ter outro mecanismos de formação (um envoltório em expansão, por exemplo).

#### ii) O modelo do disco de acréscimo

Este modelo prevê que as ETT possuem um disco circumstelar remanescente do colapso gravitacional e que acrescenta matéria à estrela. O excesso de fluxo no infravermelho e em comprimentos de onda milimétricos tem a distribuição de energia espectral esperada para modelos de disco (Hartmann & Kenyon, 1990). Outra evidência do disco circumstelar vem da observação na faixa óptica das linhas proibidas, que estão relacionadas com vento estelar (Cabrit et al., 1990). A inexistência da componente vermelha, à direita do comprimento de onda central, do perfil de emissão de linhas proibidas é interpretada como sendo o resultado da ocultação de parte do vento estelar por um disco opticamente espesso (Edwards et al., 1987).

A região localizada entre o disco e a superfície da estrela é chamada de camada de interface. Esta é uma região estreita e quente, com temperatura variando entre 8170K e 8800K (Bertout, Basri & Bouvier, 1988). Na camada de interface, a matéria que cai do disco, girando keplerianamente em torno do objeto central com velocidades  $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$ , encontra a superfície da estrela, com uma velocidade típica da ordem de  $20 \text{ km s}^{-1}$ . Este gás é freado, gerando uma região de turbulência mais quente que a fotosfera estelar e que contribui com sua luminosidade para o excesso no ultravioleta.



As componentes do espectro estelar são, então:

- a) radiação fotosférica da estrela, que domina o espectro na faixa de 5000 a 8000Å .
- b) acréscimo da luminosidade do disco (infravermelho).
- c) emissão da camada de interface do disco (ultravioleta e óptico).

Estes dois grupos de modelos conseguem explicar satisfatoriamente algumas características das estrelas T-Tauri. Entretanto, uma das motivações adicionais para se compreender os mecanismos de formação das estrelas T-Tauri vem do fato de que acredita-se que o Sol tenha passado pelo estágio de estrela T-Tauri durante sua evolução inicial. Uma das teorias de formação do nosso sistema parte de um disco de poeira circunestelar que, sob a ação da gravidade, se condensou nos planetas que conhecemos hoje. Não nos cabe aqui tratar de como ocorreu esse processo ou porque os planetas não têm o mesmo tamanho, as mesmas características. No entanto, tais estudos podem levar a conclusões a respeito de porque os planetas se encontram aproximadamente no mesmo plano (o da eclíptica) e porque eles têm o mesmo sentido de rotação e translação , por exemplo.

Nosso trabalho é parte de um projeto mais geral (vide Ortega Terra, 1993 e Stout, 1992) que tem por objetivo verificar se o acréscimo de matéria do disco circunestelar promove variações significativas em perfis de linha de absorção fotosférica. Em particular escolhemos a linha intensa do Ca I a  $\lambda 4226\text{\AA}$  por ser uma linha ressonante e portanto, sensível a variação de temperatura devido a ação de mecanismos externos à fotosfera, tais como o acréscimo de matéria do disco.

No capítulo 2 desta monografia são discutidas as observações ; as etapas do processo de correção dos espectros das ETT para que pudessem ser comparados aos espectros padrões são mostradas no capítulo 3; nos capítulos 4 e 5, respectivamente, apresentamos e discutimos nossos resultados e no capítulo 6, apresentamos nossas conclusões. No apêndice 1 descrevemos as sub-rotinas IRAF usadas em cada etapa do nosso trabalho.



## Capítulo 2 : OBSERVAÇÕES

As observações dos espectros utilizados neste trabalho foram realizadas com o espectrógrafo Hamilton Echelle acoplado ao foco coudé do telescópio Shane de 3m em Mount Hamilton, no Observatório Lick, USA, entre outubro de 1986 e outubro de 1989, com um detector CCD 'TEXAS INSTRUMENT' (TI) contendo 800x800 pixels.

O tempo de exposição típico das observações foi de aproximadamente 4000s para a região azul do espectro, o que possibilitou uma relação sinal/ruído de cerca de 30. A redução dos dados foi feita na Universidade da Califórnia, em Berkeley, por Gibor Basri e colaboradores. Os espectros obtidos consistiram de 38 ordens de 30Å cada uma, definindo uma ordem echelle. Neste trabalho, analisamos dados referentes à ordem que contém o intervalo de 4208Å a 4238Å: nesta ordem encontra-se a linha  $\lambda 4226\text{\AA}$  do Ca I estudada. A primeira etapa no tratamento dos espectros reduzidos foi a identificação das linhas presentes nos espectros, no intervalo de comprimento de onda considerado. Esta identificação baseou-se na comparação de nossos espectros com o espectro solar (Moore, Minnaert & Houtgast, 1966).

Na Tabela 1, apresentamos uma lista das linhas identificadas nos espectros, com os seus respectivos comprimentos de onda, dados em Å. Vemos da tabela que linhas de estágio neutro tais como Fe I, V I, Ca I e Mn I encontram-se presentes nos espectros. As linhas marcadas com asterisco na tabela foram utilizadas na calibração do comprimento de onda dos espectros. Este passo será discutido na seção 3.1.

Na Figura 1, apresentamos um espectro da estrela padrão VA 404 na região considerada para exemplificar os espectros obtidos e as linhas identificadas. As linhas da Tabela 1 encontram-se assinaladas na figura.

Nossa amostra se constituiu de 12 ETT pertencentes à região Taurus-Aurigae, além de 1 estrela de comparação do aglomerado das Hyades. Como dissemos, a estrela de comparação

?

utilizada neste trabalho foi a VA 404, que é uma anã branca de metalicidade e fotosfera supostamente semelhantes às das ETT observadas. Utilizamos a mesma estrela de comparação para todas as ETT estudadas neste trabalho, apesar dos tipos espectrais não serem sempre iguais, pois o tipo espectral da estrela de comparação (K7) é um tipo espectral intermediário em relação ao intervalo espectral observado em nossa amostra (K0 a M0 - Vide Tabela 2).

*um tanto: ver tabela*

Na Tabela 2, apresentamos uma lista das ETT observadas com os seus respectivos tipos espectrais e velocidade de rotação projetada ( $v \text{ sen } i$ ).

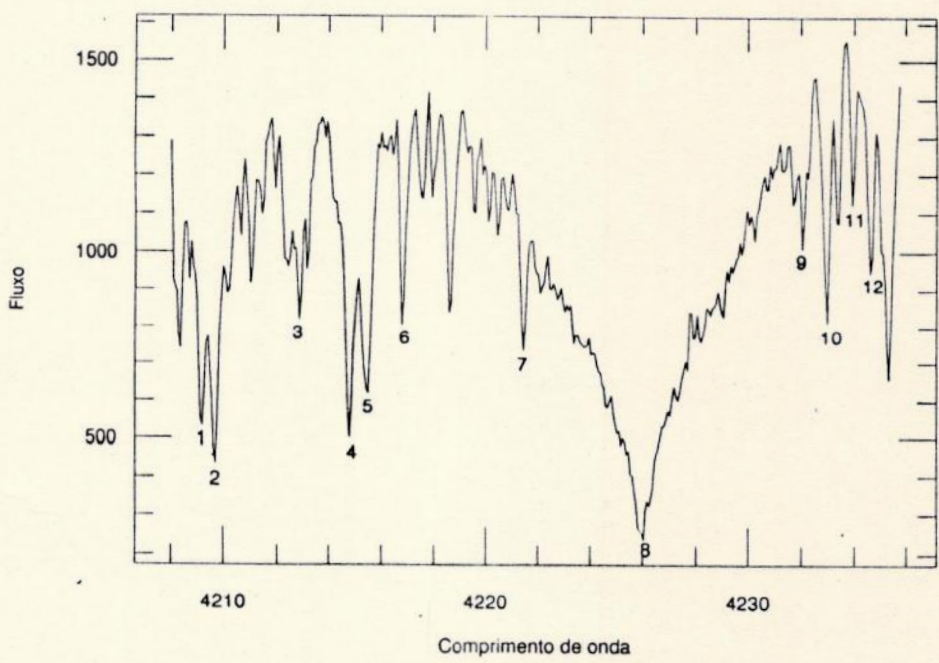


Figura 1 : Espectro da estrela VA 404 no intervalo de 4205Å a 4236Å . Os comprimentos de onda das linhas identificadas encontram-se na tabela 1, de acordo com os números assinalados.



Tabela 1

## Linhas identificadas

	$\lambda$ (Å)	elemento
1	4209.83	V I
2	4210.40	Fe I
3	4213.65*	Fe I
4	4215.42*	Fe I
5	4216.19	Fe I
6	4217.56*	Fe I
7	4222.22*	Fe I
8	4226.74	Ca I
9	4232.73	Fe I
10	4233.61*	Fe I
11	4234.55	V I
12	4235.29*	Mn I

\* assinala as linhas utilizadas na calibração do comprimento de onda

Tabela 2

## Dados da amostra

Estrela	Tipo espectral	$v \text{ seni}$ (km s <sup>-1</sup> )
BP Tau*	M0	< 10
BP Tau**	M0	< 10
DE Tau	M0	< 10
DN Tau	M0	10
WK2	K7	25
AA Tau	M0	10
DS Tau	K5	10
GM Aur	K5	13
AS 209	K5	10
DF Tau	M0	20
GG Tau	K7	< 10
GK Tau	K0	< 10
VA 404	K7V	< 5

{ 6 M0 }  
 { 2 K7 }  
 { 3 K5 }  
 K7V  
 1 K0

\* Observada em 23/10/86

\*\* Observada em 21/12/86



## Capítulo 3 - TRATAMENTO DOS DADOS

Como dissemos anteriormente, antes de comparar os espectros das ETT com o espectro da estrela Padrão, estes espectros devem passar por um processo de normalização com o objetivo de desconsiderar efeitos devidos ao disco ou outras características intrínsecas às ETT. As etapas deste processo encontram-se descritas a seguir.

### 3.1 - CALIBRAÇÃO EM COMPRIMENTO DE ONDA E INTERPOLAÇÃO DOS ESPECTROS

Os espectros utilizados neste trabalho já haviam sido previamente reduzidos e consistiam basicamente de arquivos de fluxo relativo versus pixel, apresentando 389 pixels cada, no caso das estrelas de comparação, e 395 pixels, no caso das ETT observadas. Um pixel (do inglês 'picture element') representa a menor subdivisão da placa coletora CCD. De modo simplificado, podemos dizer que cada pixel faz a contagem dos fótons incidentes e converte esta contagem em uma corrente. *melhor: em uma carga, que é convertida em um número digital*

O primeiro passo deste trabalho foi efetuar a calibração em comprimento de onda dos espectros reduzidos: escolhemos duas linhas bem identificadas, atribuímos aos seus valores de pixel os comprimentos de onda correspondentes, e ajustamos uma escala linear de comprimento de onda utilizando a sub-rotina 'SPLIT' do IRAF\*. A identificação das linhas e seus respectivos comprimentos de onda baseou-se no catálogo de linhas solares (Moore et al. 1966). Os detalhes deste processo encontram-se descritos no apêndice 1 desta monografia. É evidente que as linhas utilizadas para a calibração em comprimento de onda foram aquelas que se encontravam tanto no espectro da ETT, quanto no espectro da estrela padrão.

---

\* Image Reduction and Analysis Facility



de forma bem definida. Este requisito reduziu bastante o número de linhas utilizadas pois a linha do Ca I, muito alargada, se estendia em um intervalo de comprimento de onda de modo que impedia a utilização de outras linhas presentes na região próxima a ela. As linhas identificadas no espectro da estrela VA 404 aparecem na Tabela 1. As linhas utilizadas na calibração de comprimento de onda estão assinaladas com o símbolo \*.

*É um conceito de velocidade radial essencialmente*

Dado que cada arquivo apresentava um comprimento de onda inicial diferente, antes de qualquer comparação dos espectros foi necessário proceder uma interpolação dos mesmos para que uma linha nos dois espectros envolvidos tivesse a mesma posição em pixel. Para isso foi utilizado um programa que interpola dois arquivos, de modo que os dois ficassem com o mesmo número de pontos (pixels). Após realizada a interpolação, pudemos garantir que todos os espectros apresentavam o mesmo comprimento de onda inicial e o mesmo passo. Assim, pudemos passar à etapa de subtração e divisão dos espectros.

### 3.2 - NORMALIZAÇÃO DOS ESPECTROS

A retificação dos espectros reduzidos a um contínuo unitário foi um dos passos mais difíceis deste trabalho, tendo que ser repetido várias vezes até que fosse obtido um resultado satisfatório. A dificuldade de se normalizar um espectro na região do azul, de 3800Å a 5200Å, é devida à grande quantidade de linhas de absorção presentes, mormente linhas de Fe I. Além disso, as ETT do programa apresentam tipos espectrais na maioria entre K7 e M0 e, portanto, relativamente pouco brilho no azul, o que implica em maiores níveis de ruído.

Para normalizar os espectros a um contínuo de fluxo unitário usamos a sub-rotina 'CONTINUUM' do IRAF que ajusta polinômios de qualquer grau que passam por pontos pré-determinados, escolhidos pelo pesquisador. No nosso caso, uma spline cúbica de 1ª ordem foi escolhida para retificar os espectros. Escolhemos em média 5 pontos que apareciam tanto no espectro da ETT como no espectro da estrela de comparação com o mesmo valor de fluxo, como pontos de contínuo da estrela.



A Figura 2 mostra os espectros da estrela BP Tau, que foi observada em 23/10/86, (linha cheia) e da estrela VA 404 (linha pontilhada), ambos normalizados a um contínuo unitário. Podemos, através desta figura, comparar os espectros da ETT e da estrela padrão antes de ser feita qualquer correção nos seus espectros. Este passo foi repetido para todas as estrelas da amostra e o resultado será apresentado na seção 4.4.

### 3.3 - REDUÇÃO A UM MESMO $v \text{ seni}$

É fato conhecido que as linhas espectrais são afetadas pelo desvio doppler da luz emitida por diferentes pontos da superfície estelar : quanto maior a velocidade rotacional, mais alargada aparece uma linha espectral. A análise das estrelas que apresentam velocidade rotacional significativa é mais incerta, pois, como a largura equivalente de uma linha deve permanecer constante, temos a tendência de superestimar o fluxo estelar de modo que a estrela parecerá ser mais ativa do que realmente é. Vemos da Tabela 2, que a velocidade de rotação projetada ( $v \text{ seni}$ ) da estrela padrão considerada é da ordem de  $5 \text{ km s}^{-1}$ , enquanto as velocidades de rotação das ETT não são exatamente iguais a da padrão, variando entre  $10$  e  $25 \text{ km s}^{-1}$ . Portanto, para que pudéssemos comparar os espectros das ETT e da padrão diretamente, devíamos realizar uma normalização das velocidades rotacionais a um mesmo valor. *E no caso das estrelas p/ as quais são na velocidade uma cota superior?*

Com este objetivo, utilizamos a sub-rotina 'GAUSS' do IRAF que convolui um espectro dado com uma curva gaussiana, simulando portanto, o efeito de uma rotação artificial na estrela de comparação, ou seja, alargando suas linhas. Para cada estrela analisada, a estrela de comparação sofreu uma convolução que corresponde a cada valor de velocidade rotacional da ETT em questão (Tabela 2). Os valores de  $v \text{ seni}$  utilizados neste trabalho, e listados na Tabela 2, foram extraídos de Basri & Batalha (1990).

Na Figura 3 pretendemos exemplificar a influência da velocidade rotacional no perfil observado da estrela VA 404. Apresentamos o perfil da padrão convoluído com 3 gaussianas,

ou seja, 3 valores de  $v \text{ seni}$  (10, 20 e 25  $\text{km s}^{-1}$ ) e podemos observar que à medida que os valores de  $v \text{ seni}$  aumentam, as linhas do espectro se tornam mais alargadas e menos profundas.

### 3.4 - CORREÇÃO DEVIDO AO VELAMENTO CONTÍNUO

Como dito anteriormente, o velamento contínuo é o resultado da superposição do espectro contínuo emitido pela matéria que cai do disco de acrecimento na superfície da estrela com o espectro proveniente da estrela. Cada estrela tem um velamento que varia de acordo com a quantidade de matéria que cai e o comprimento de onda.

De acordo com sua definição, a largura equivalente ( $W$ ) é dada por:

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

onde  $F_c$  é o fluxo no contínuo e  $F_\lambda$  é o fluxo medido em um comprimento de onda  $\lambda$  do perfil da linha em análise. Sendo o fluxo do excesso de contínuo  $F_o$  uma parcela do contínuo fotosférico de modo que

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

onde  $\alpha$  representa o velamento. Então a largura equivalente da linha velada será

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

onde  $F'_c$  é o fluxo no contínuo e  $F'_\lambda$  é o fluxo medido em  $\lambda$ , ambos sob a influência do velamento.



Assim,

$$F'_c = F_c + F_o = F_c(1 + \alpha) \quad (4)$$

e

$$F'_\lambda = F_\lambda + F_o = F_\lambda + \alpha F_c. \quad (5)$$

Substituindo estas duas equações na equação (3), obtemos

$$W_o = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_c(1 + \alpha) - F_\lambda - \alpha F_c}{F_c(1 + \alpha)} d\lambda \quad (6)$$

Se considerarmos um intervalo suficientemente pequeno no qual  $\alpha$  seja constante, esta equação se reduz a

$$W_o = \left( \frac{1}{1 + \alpha} \right) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda = \left( \frac{1}{1 + \alpha} \right) W \quad (7)$$

Ou seja, o velamento contínuo resulta na diminuição da largura equivalente das linhas.

O espectro de uma ETT sob influência do velamento pode ser decomposto em um espectro estelar normal, ou padrão (EP), mais um contínuo devido ao velamento que recobre todo o espectro. Este excesso no contínuo pode ser eliminado artificialmente.

Desta maneira temos

$$ETT_o = EP + \alpha \quad (8)$$

onde  $ETT_o$  é o espectro da ETT antes de ser corrigido para o velamento. Substituindo (8) em (7) obtemos

$$ETT_o = \frac{EP + \alpha}{1 + \alpha} \quad ?$$

que se reduz a

$$EP = ETT_o(1 + \alpha) - \alpha \quad (9)$$

Os espectros das estrelas da amostra foram corrigidos para o velamento de acordo com a equação (9), de onde conhecemos  $ETT_o$ , o espectro da ETT observado, e  $\alpha$ , o velamento. O espectro obtido depois da correção é somente o espectro da estrela, ou seja, sem a contribuição do disco. Para efetuar esta correção, utilizamos a sub-rotina 'SPLOT' do IRAF, que permite efetuar operações tais como multiplicação e adição entre um espectro e uma constante. Na Figura 4, apresentamos o espectro da estrela VA 404, após ter sido convoluído para  $v \text{ seni} = 10 \text{ km s}^{-1}$  (linha pontilhada), superposto ao espectro da BP Tau, após ter sido corrigido pelo velamento contínuo. Comparando as Figuras 2 e 4, podemos verificar as alterações que os espectros sofreram após as correções necessárias. Pode-se verificar o mesmo para as outras estrelas da amostra através dos painéis apresentados na seção 4.4.

Neste trabalho, utilizamos os velamentos ( $\alpha$ ) calculados por Basri & Batalha (1990), através de um método baseado na comparação direta das intensidades residuais de algumas linhas selecionadas nas ETT e nas estrelas de comparação. Um dos critérios de seleção dessas linhas é que elas deveriam ser formadas na baixa fotosfera e, neste caso, seriam menos sujeitas a preenchimentos devido à atividade cromosférica. Foram utilizadas linhas metálicas com  $W \sim 100 \text{ \AA}$ .

Entretanto, o velamento publicado por Basri & Batalha (1990) foi obtido para a região em torno de  $H\gamma$ , ou seja,  $4300 \text{ \AA}$ . A ordem que contém a linha do Ca I em estudo, a  $4226 \text{ \AA}$ , deve apresentar um velamento um pouco diferente do que foi calculado para a ordem que contém a linha do  $H\gamma$ , pois, como mostra Pereira (1993), deve-se esperar um aumento do velamento em direção a comprimentos de onda menores. O fato de termos utilizado um



velamento ligeiramente diferente do que seria calculado para a nossa ordem em questão deve se refletir nas incertezas de nossas determinações .

Na Tabela 3 estão listados os valores dos velamentos ( $\alpha$ ) e fluxo para cada estrela da amostra. Observe que a estrela BP Tau apresenta dois valores diferentes de velamento no mesmo intervalo de comprimento de onda, um para cada dia de observação . Bertout (1989) propôs que a taxa de acréscimo de matéria do disco à superfície da estrela não deve ser constante, o que explicaria este fenômeno observado nas ETT.

### 3.5 - FIGURAS

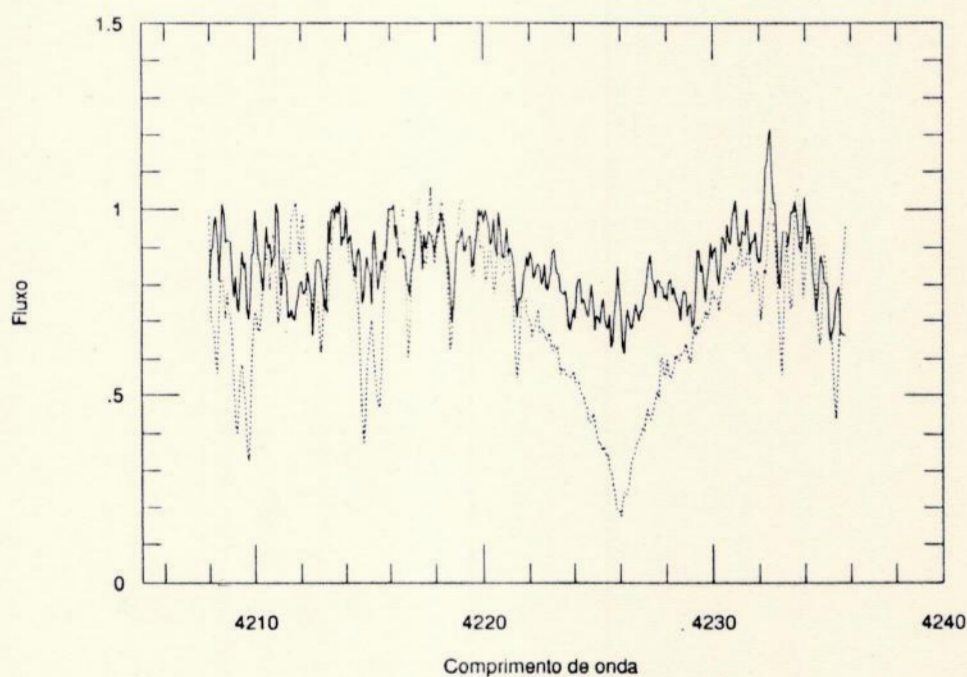


Figura 2 : Espectro da estrela BP Tau (linha cheia) superposto ao espectro da estrela VA 404 (linha pontilhada), ambos normalizados a um contínuo unitário.

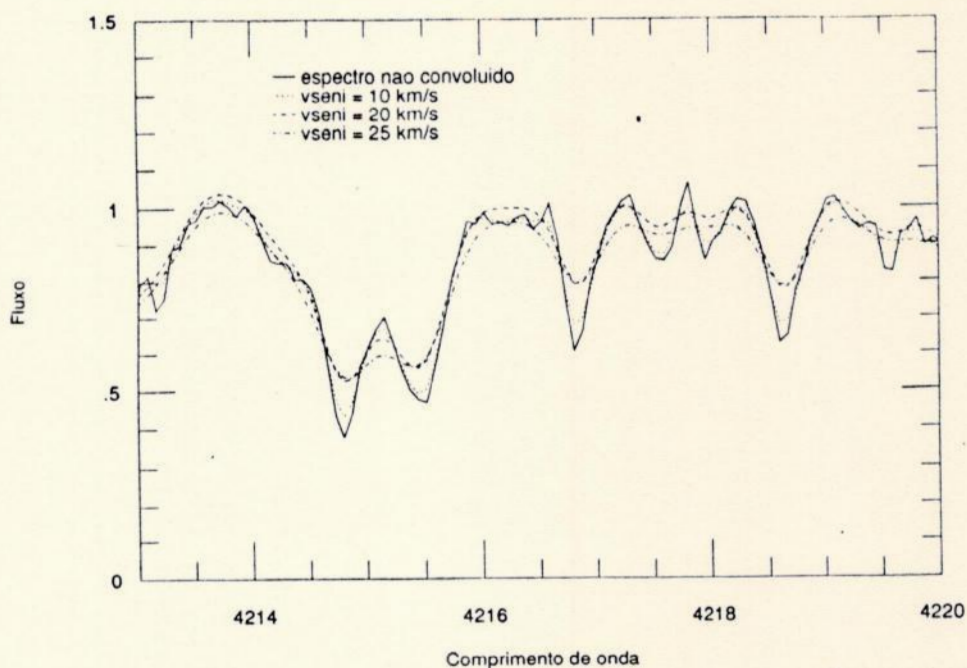


Figura 3 : A influência da velocidade de rotação no espectro estelar. Observe que à medida que  $v \text{ sen } i$  aumenta, as linhas do espectro tornam-se mais alargadas e menos profundas. Os espectros pontilhados representam convoluções com espectros gaussianos referentes a velocidades de 10, 20 e 25  $\text{km s}^{-1}$ .

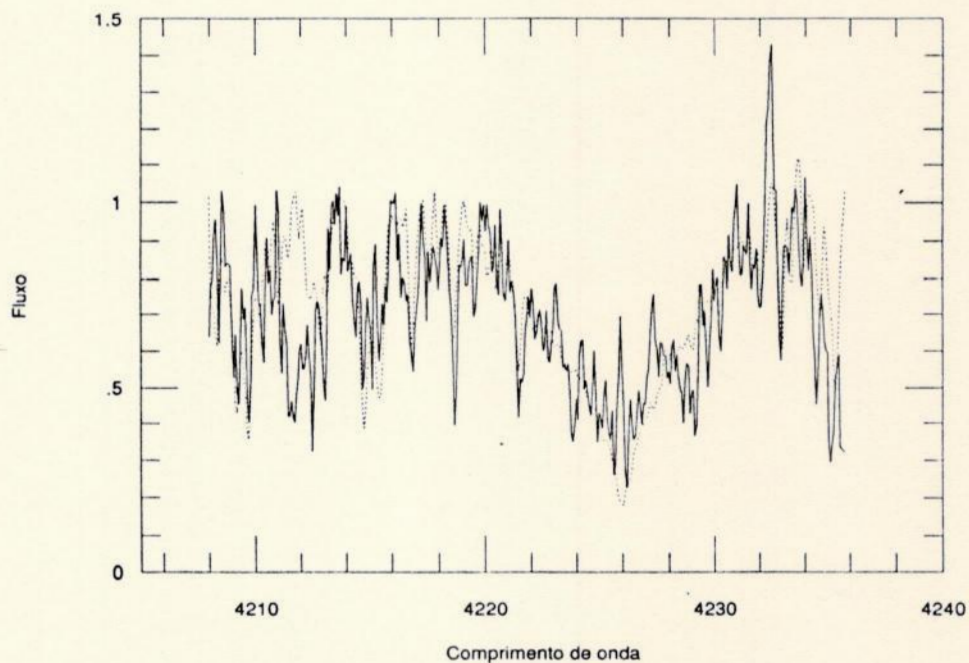


Figura 4 : Espectro da padrão VA 404 convoluido para velocidade projetada de rotação ( $v \text{ sen } i$ ) = 10  $\text{km s}^{-1}$  (linha pontilhada) superposto ao espectro da BP Tau corrigido pelo velamento contínuo (linha cheia).



## Capítulo 4 - RESULTADOS

Uma vez que os nossos espectros sofreram todas as correções necessárias, as linhas das ETT puderam então ser comparadas às linhas da estrela de referência VA 404. Assim sendo, os espectros puderam ser divididos ou subtraídos e informações qualitativas relativas às perdas radiativas puderam ser obtidas.

### 4.1 - OBTENÇÃO DOS ESPECTROS DE RAZÃO

A obtenção dos espectros de razão tem como objetivo evidenciar as linhas que são candidatas a serem indicadoras de atividade cromosférica, indicando, em última análise, as diferenças entre os espectros da ETT e da estrela padrão.

Utilizando a sub-rotina 'SPLOT' do IRAF, dividimos os espectros de cada ETT da amostra (após serem corrigidos pelo velamento contínuo) pelo espectro da estrela de comparação (convoluído para a velocidade rotacional correspondente a cada estrela de nossa amostra). O espectro de razão resultante nos permite fazer uma análise qualitativa das linhas indicadoras de atividade estelar que aparecem aqui como linhas de "pseudo-emissão". Conforme mencionado em Ortega Terra (1993), os espectros de razão apenas ressaltam as diferenças intrínsecas entre as linhas espectrais da ETT e da estrela de comparação VA 404.

Na Figura 5, apresentamos um exemplo do espectro de razão obtido para a estrela BP Tau (observada em 23/10/86). As linhas assinaladas nesta figura (Fe I a  $\lambda 4216.19\text{\AA}$  e Ca I a  $\lambda 4226.74\text{\AA}$ ) podem ser tomadas como indicadoras de atividade estelar pois a sua intensidade é maior ou igual a duas vezes a amplitude do ruído. Escolhemos o limite inferior de duas vezes a amplitude do ruído para garantir que não estamos considerando efeitos espúrios nos espectros de razão.



Obtivemos espectros de razão para todas as estrelas da amostra. Estes serão apresentados na seção 4.4.

Tanto a metalicidade quanto a gravidade das ETT da amostra e da estrela de comparação não são exatamente idênticas. Nas estrelas jovens (no caso, as <sup>Hyades</sup> hyades) é provável que a metalicidade seja maior do que a encontrada nas estrelas do campo, já que elas estão sendo formadas, em princípio, a partir de um gás enriquecido. Ao mesmo tempo, as ETT estão ainda passando pela fase de contração em direção a Sequência Principal e portanto devem ter, em geral, gravidade superficial menor do que as de uma estrela já localizada na Sequência Principal. Em nossa análise, assumimos que a diferença de gravidade e metalicidade entre as ETT e a estrela padrão considerada são insignificantes e devem apenas ser incluídas nas incertezas da análise.

#### 4.2 : OBTENÇÃO DOS ESPECTROS DE DIFERENÇA

As linhas evidenciadas como indicadoras de atividade, ou seja, aquelas que apresentam-se em emissão nos espectros de razão, só podem ser analisadas quantitativamente através do espectro de diferença, que nos fornece indicações das perdas radiativas provenientes da cromosfera da ETT. Os espectros de razão não podem ser quantitativamente analisados por representarem quantidades adimensionais. Nos espectros de diferença, as perdas radiativas representam o excesso de fluxo de regiões externas à fotosfera, sendo adicionado ao perfil estudado. O espectro resultante da subtração do espectro da ETT pelo espectro da estrela de comparação representa portanto, a atividade ocorrendo na atmosfera da estrela. Obtivemos os espectros de diferença para as estrelas de nossa amostra e na Figura 6, apresentamos o espectro da estrela BP Tau, como um exemplo representativo do espectro de diferença. Podemos ver que os espectros de diferença são, em geral, menos fáceis de serem tratados do que os de razão, onde as emissões são intensificadas.



Obtivemos espectros de diferença referentes às outras ETT da amostra. Estes são apresentados na seção 4.4.

### 4.3 : CÁLCULO DO FLUXO INTEGRADO DO ESPECTRO DE DIFERENÇA

Como vimos, já foram feitas todas as correções necessárias aos espectros observados e já foi descontada a contribuição da fotosfera no espectro da ETT. Desejamos estimar, finalmente, o quanto uma estrela T-Tauri emite a mais que uma estrela padrão. Para realizar esta tarefa, utilizaremos a sub-rotina 'SPLOT' do IRAF, que nos permite medir o fluxo integrado de uma linha através de uma integração simples (cálculo de área) do espectro entre dois pontos determinados do contínuo, que devem ser escolhidos. Conforme mencionado na seção 4.1, o ruído é uma das principais fontes de incerteza na determinação do contínuo e, portanto, na medida destes fluxos integrados dos espectros de diferença. Os pontos que assinalamos como sendo as bordas da linha e que devem pertencer ao contínuo, foram escolhidos visualmente com um cursor. A fim de minimizar os erros referentes a escolha dos limites de integração (bordas das linhas estudadas), fizemos um conjunto de cinco medidas de fluxo independentes e associamos a média destas cinco medidas como sendo o valor mais provável da intensidade integrada desejada. O desvio padrão ( $\sigma$ ) típico desta medidas foi da ordem de 0.01. Estas médias  $\Delta(\text{fluxo})$  estão apresentadas na Tabela 3.

Na Figura 7 apresentamos os valores de  $\Delta(\text{fluxo})$  que representam o resultado da diferença de fluxo entre os espectros, ou seja, as perdas radiativas encontradas para a linha  $\lambda 4226\text{\AA}$  do Ca I versus a taxa de acréscimo de matéria do disco circunstelar determinada pelo velamento ( $\alpha$ ) para todas as estrelas da amostra. As estrelas encontram-se representadas de acordo com o seu tipo espectral: a estrela K0 por um círculo cheio, K5 por uma estrela de cinco pontas, K7 por um triângulo cheio e M0 por um quadrado.

Vemos da figura, que a estrela GK Tau apresenta valor bastante alto de  $\Delta(\text{fluxo})$ , relativamente ao seu velamento calculado; isto se deve, principalmente, ao fato da ETT ser



mais quente e ter, portanto, linhas menos profundas que uma estrela K7-M0. Este resultado deve-se simplesmente à não adequação da estrela de comparação : as duas estrelas não podem ser comparadas, pois a razão entre seus espectros revela uma linha de "pseudo-emissão" muito intensa, que não indica necessariamente a existência de uma cromosfera mais intensa ou de regiões ativas mais abundantes do que as da estrela de referência. O procedimento ideal que eliminaria este problema é comparar a K0 com outra estrela K0, ou de outro tipo espectral mais próximo. Para as outras estrelas , que têm os tipos espectrais entre K5 e M0, não encontramos o mesmo efeito, pois K7V é um tipo espectral intermediário relativamente ao intervalo de tipos espectrais.

Ao desconsiderarmos a estrela GK Tau pelas razões acima, podemos verificar da figura 7 que parece existir uma correlação entre as perdas radiativas calculadas e o velamento. Também apresentamos nesta mesma figura o coeficiente de correlação obtido :  $R = 0.56$ , que significa uma correlação estatisticamente significativa. O ajuste da melhor reta aos pontos obtidos equivale a expressão  $\Delta(\text{fluxo}) = 0.11\alpha + 0.087$ . Como resultado principal, podemos afirmar que existe uma clara tendência de as perdas radiativas da linha ressonante do Ca I aumentarem à medida que o acréscimo de matéria se torna mais eficiente.

As perdas radiativas encontradas, ou seja, os valores de fluxo integrado na linha, são maiores do que as perdas radiativas obtidas para estrelas da sequência principal de mesmo tipo espectral, representadas, neste caso, pela estrela padrão. A razão disso é que existe uma forte dependência entre atividade e idade estelar : estrelas mais ativas são, em geral, estrelas mais jovens. Apesar de termos usado uma estrela de comparação pertencente a um aglomerado jovem e que já apresenta perdas radiativas maiores do que as estrelas do grupo local, encontramos que todas as nossas ETT apresentam perdas radiativas positivas, isto é, o centro da linha do Ca I  $\lambda 4226\text{\AA}$  apresenta um preenchimento maior do que o encontrado nas estrelas de comparação . Assim sendo, podemos afirmar que, em geral, as perdas radiativas das ETT são maiores do que as das estrelas do grupo local.

Todos os passos do processo de correção e análise de espectros foram realizados para todas as ETT da amostra e são apresentados nas figuras de 8 a 18. A Figura a de cada



painel apresenta os espectros da ETT e da estrela de comparação retificados a uma contínuo unitário; a Figura b apresenta os dois espectros depois do espectro da ETT ter sido corrigido pelo velamento contínuo e do espectro da estrela de comparação ter sido convoluído para a velocidade rotacional correspondente; a Figura c mostra o espectro de razão e a Figura d mostra o espectro de diferença.

A análise dos painéis que representam o processo descrito acima só pode ser feita corretamente se levarmos em consideração algumas observações :

1) As estruturas abruptas que aparecem no início e no fim dos espectros apresentados nas figuras 8, 9, 11, 12, 13, 15 e 18 não devem ser consideradas, pois são decorrentes da calibração em comprimento de onda.

2) A linha  $\lambda$  4226Å do Ca I, apesar de ser evidenciada nos espectros de razão, aparece nos espectros de diferença de algumas ETT (figuras 9, 11, 12, 14 e 17), como uma emissão pouco significativa. Apesar disto, o seu fluxo residual foi calculado e se está apresentado na Tabela 3.

Tabela 3

## Velamento e fluxo integrado

Estrela	velamento ( $\alpha$ )	$\Delta(\text{fluxo})$
BP Tau*	$1.0 \pm 0.3$	$0.147 \pm 0.003$
BP Tau**	$2.0 \pm 0.3$	$0.30 \pm 0.01$
DE Tau	$0.55 \pm 0.6$	$0.35 \pm 0.01$
DN Tau	$0.2 \pm 0.1$	$0.12 \pm 0.01$
WK2	$0.0 \pm 0.1$	$0.0 \pm 0.0$
AA Tau	$0.72 \pm 0.17$	$0.297 \pm 0.004$
DS Tau	$0.6 \pm 0.1$	$0.11 \pm 0.01$
GM Aur	$0.15 \pm 0.1$	$0.062 \pm 0.006$
AS 209	$0.5 \pm 0.1$	$0.180 \pm 0.006$
DF Tau	$1.3 \pm 0.4$	$0.21 \pm 0.02$
GG Tau	$2.0 \pm 0.4$	$0.22 \pm 0.01$
GK Tau	$0.55 \pm 0.15$	$0.60 \pm 0.01$

\* Observada em 23/10/86

\*\* Observada em 21/12/86



#### 4.4 - FIGURAS

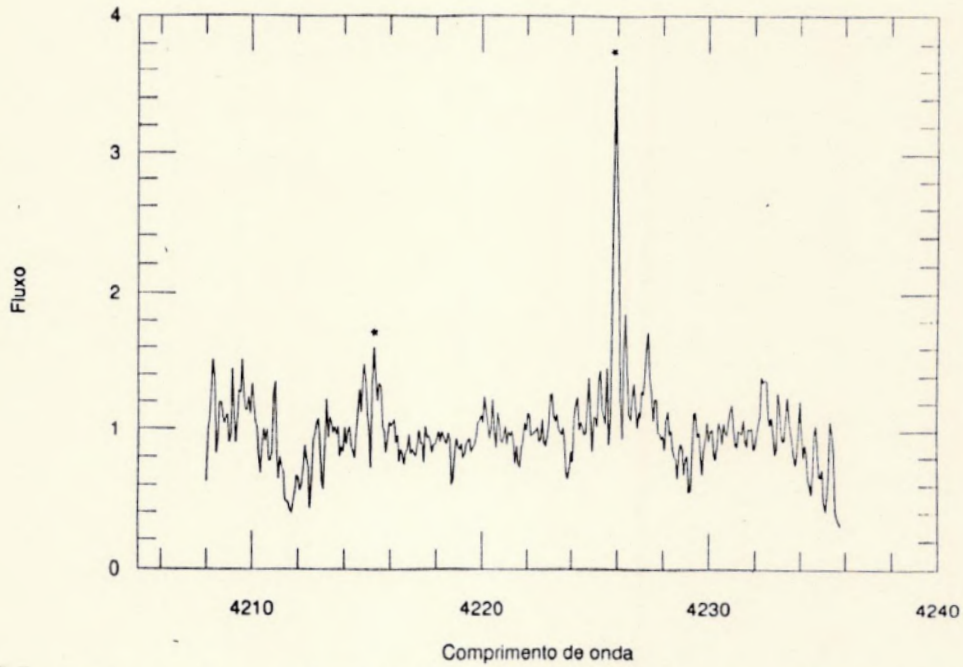


Figura 5 : Espectro de razão da estrela BP Tau. A pseudo-emissão presente no espectro corresponde à linha do Ca I em  $\lambda 4226\text{\AA}$  . As linhas assinaladas com \* são linhas indicadoras de atividade estelar.

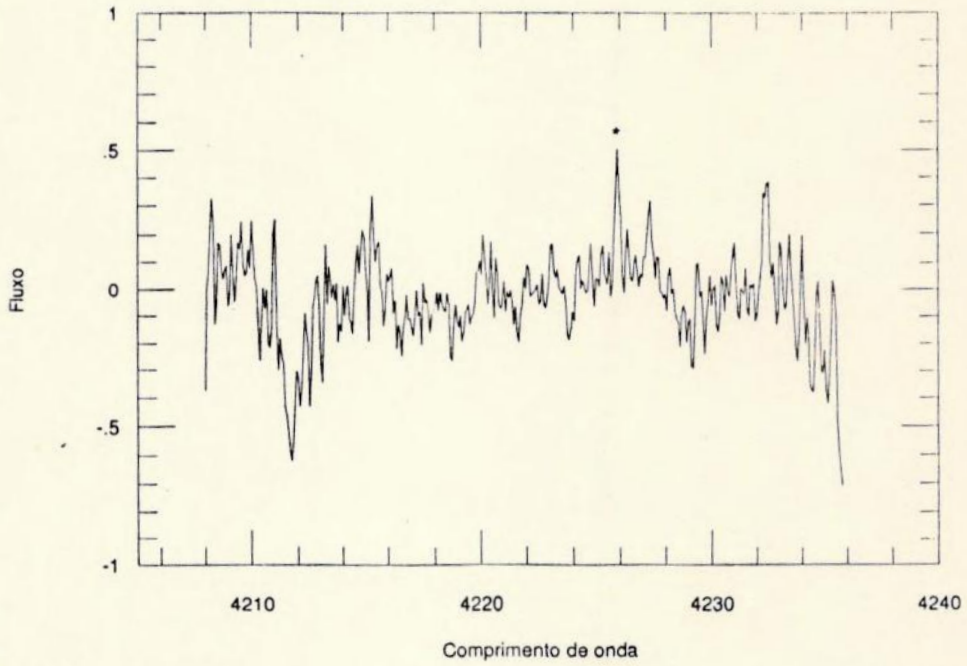


Figura 6 : Espectro de diferença da BP Tau. A pseudo-emissão presente no espectro corresponde à linha do Ca I em  $\lambda 4226\text{\AA}$  .

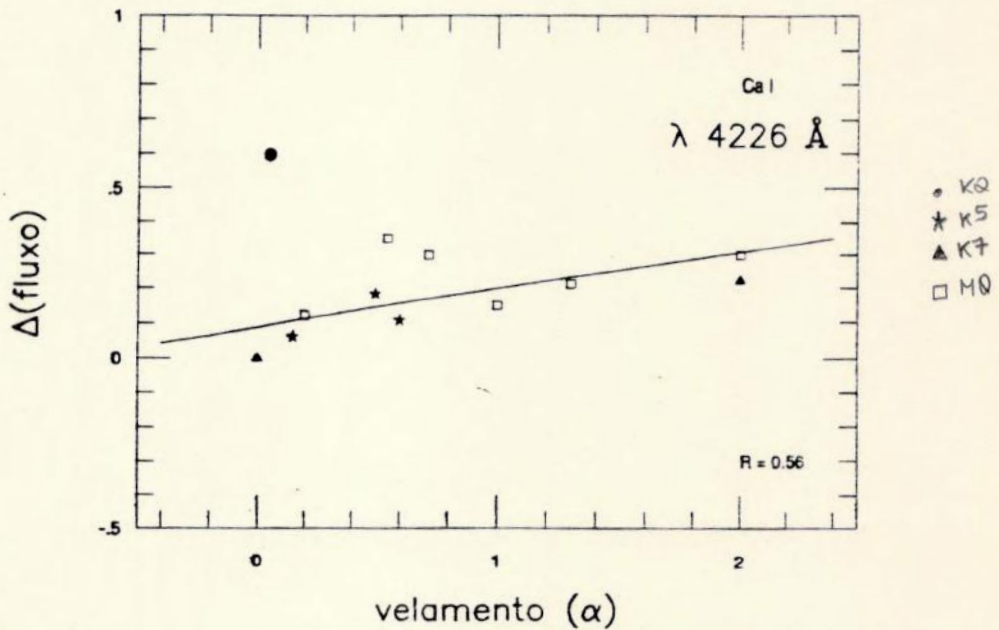


Figura 7 : Correlação das perdas radiativas do Ca I ( $\lambda 4226\text{\AA}$  ) com os valores calculados de velamento ( $\alpha$ ). Os símbolos representam as estrelas estudadas : o círculo cheio representa uma estrela de tipo espectral K0 (GK Tau); a estrela de cinco pontas, K5; o triângulo cheio, K7 e o quadrado, M0



Figura 8 - BP Tau (21/12/86)

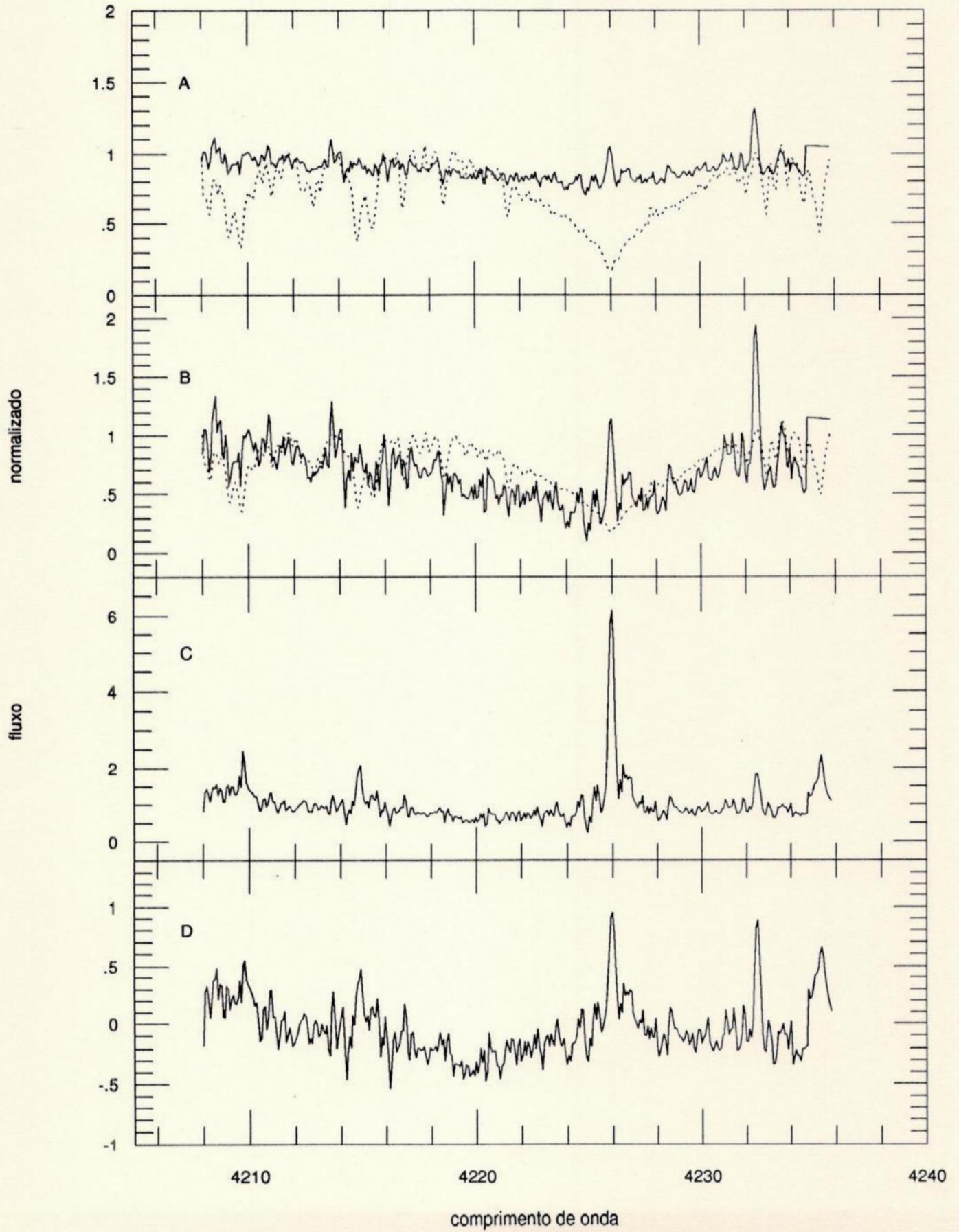


Figura 9 - DE Tau

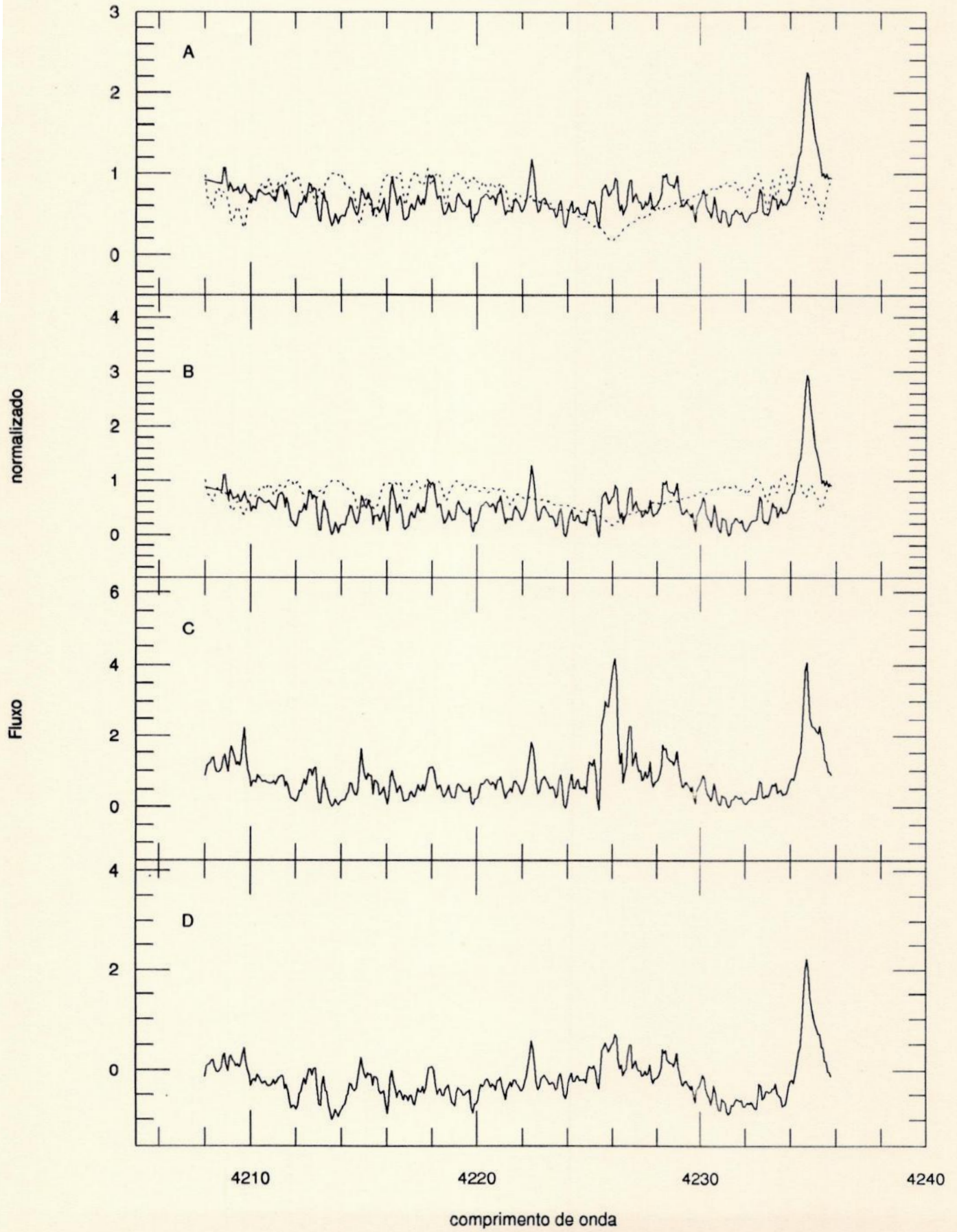




Figura 10 - DN Tau

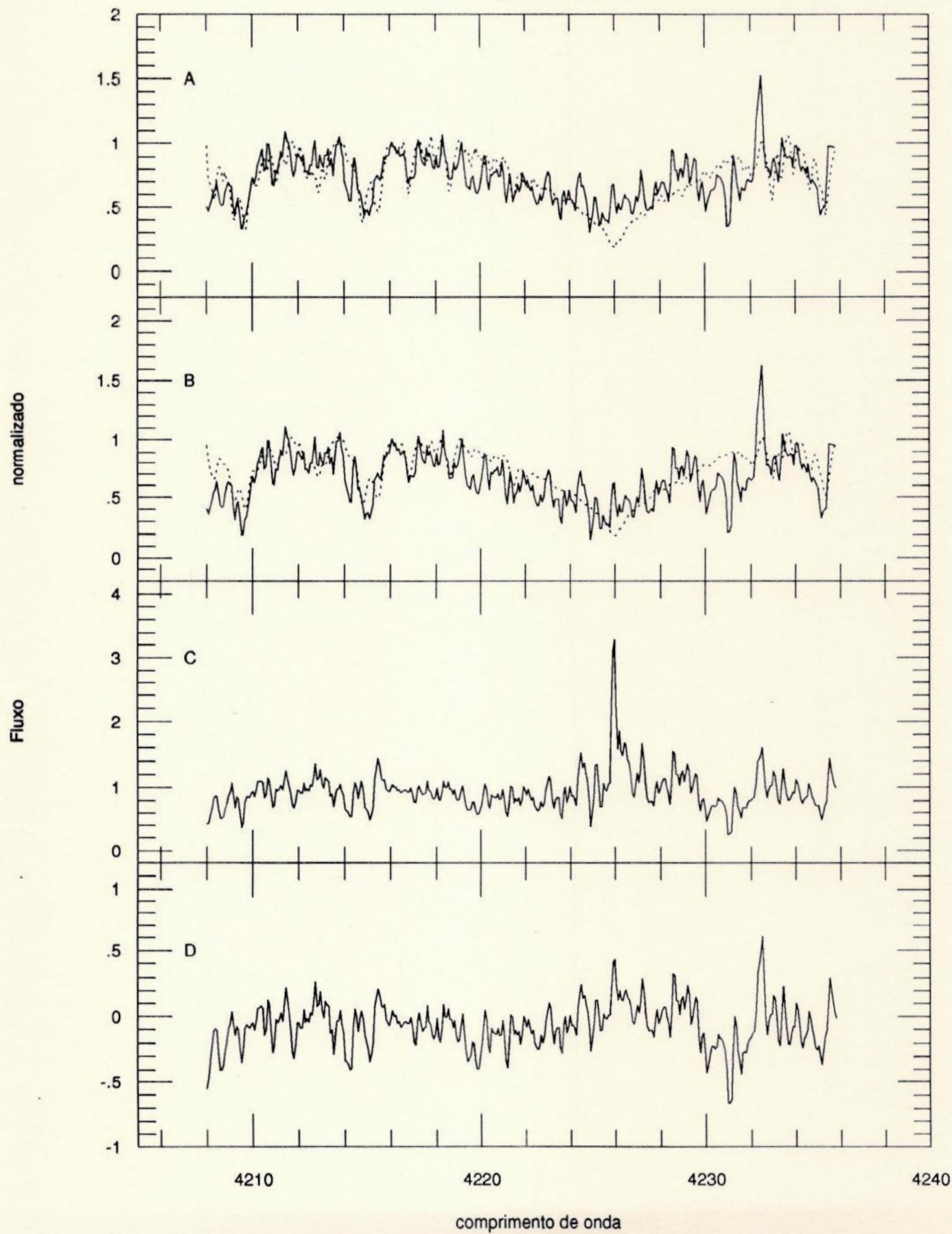


Figura 11 - WK2

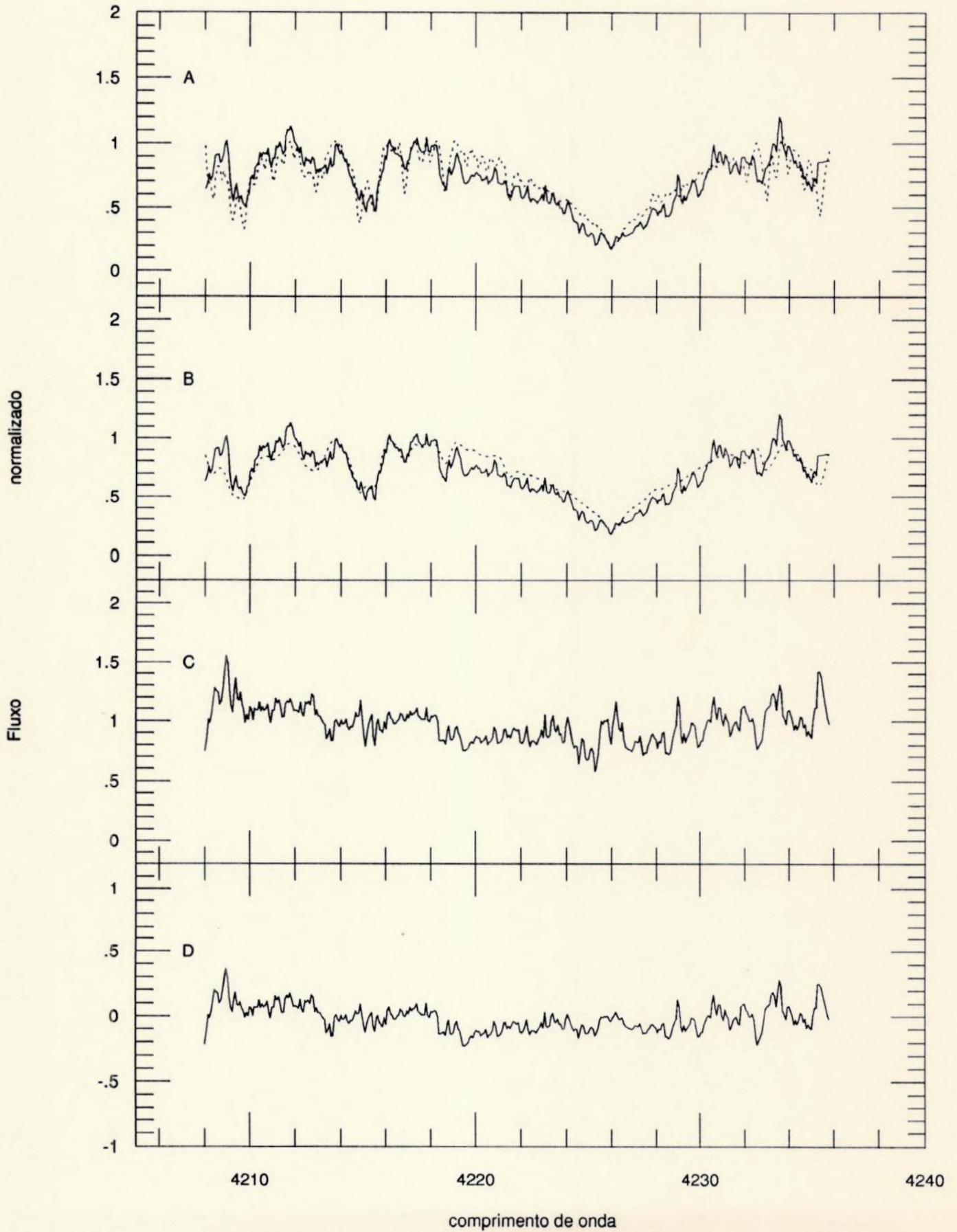




Figura 12 - DS Tau

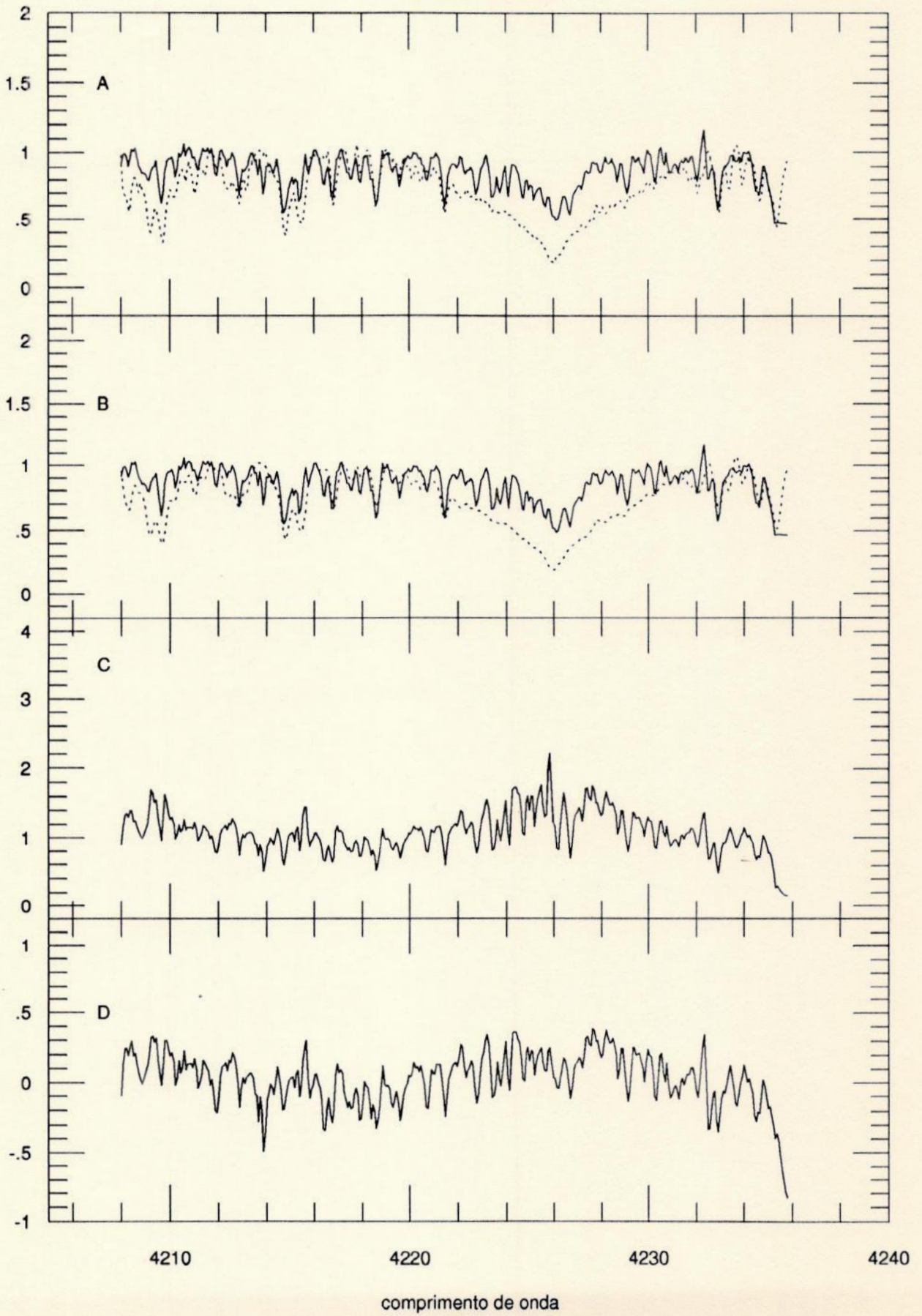


Figura 13 - GK Tau

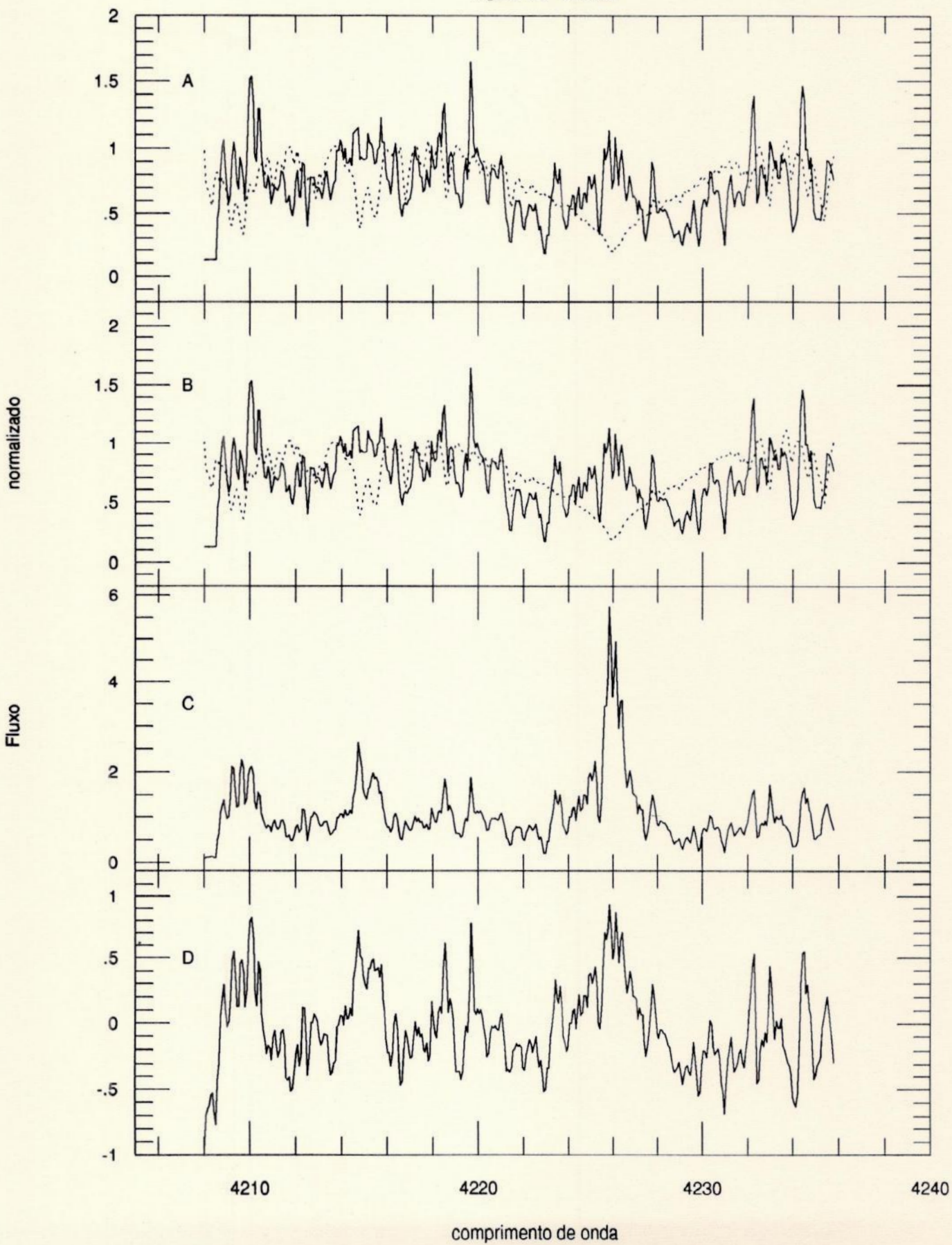




Figura 14 - GM Aur

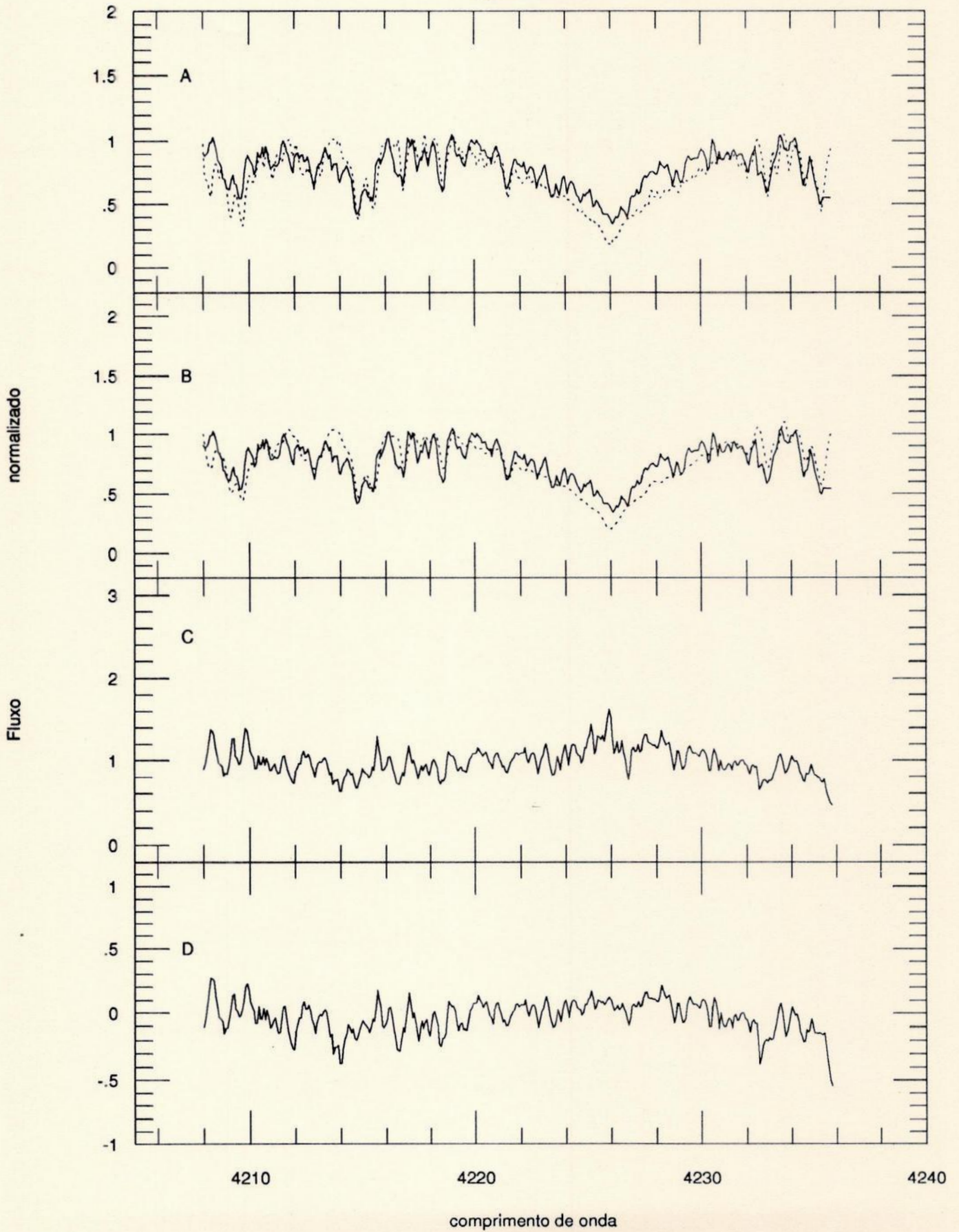


Figura 15 - AS 209

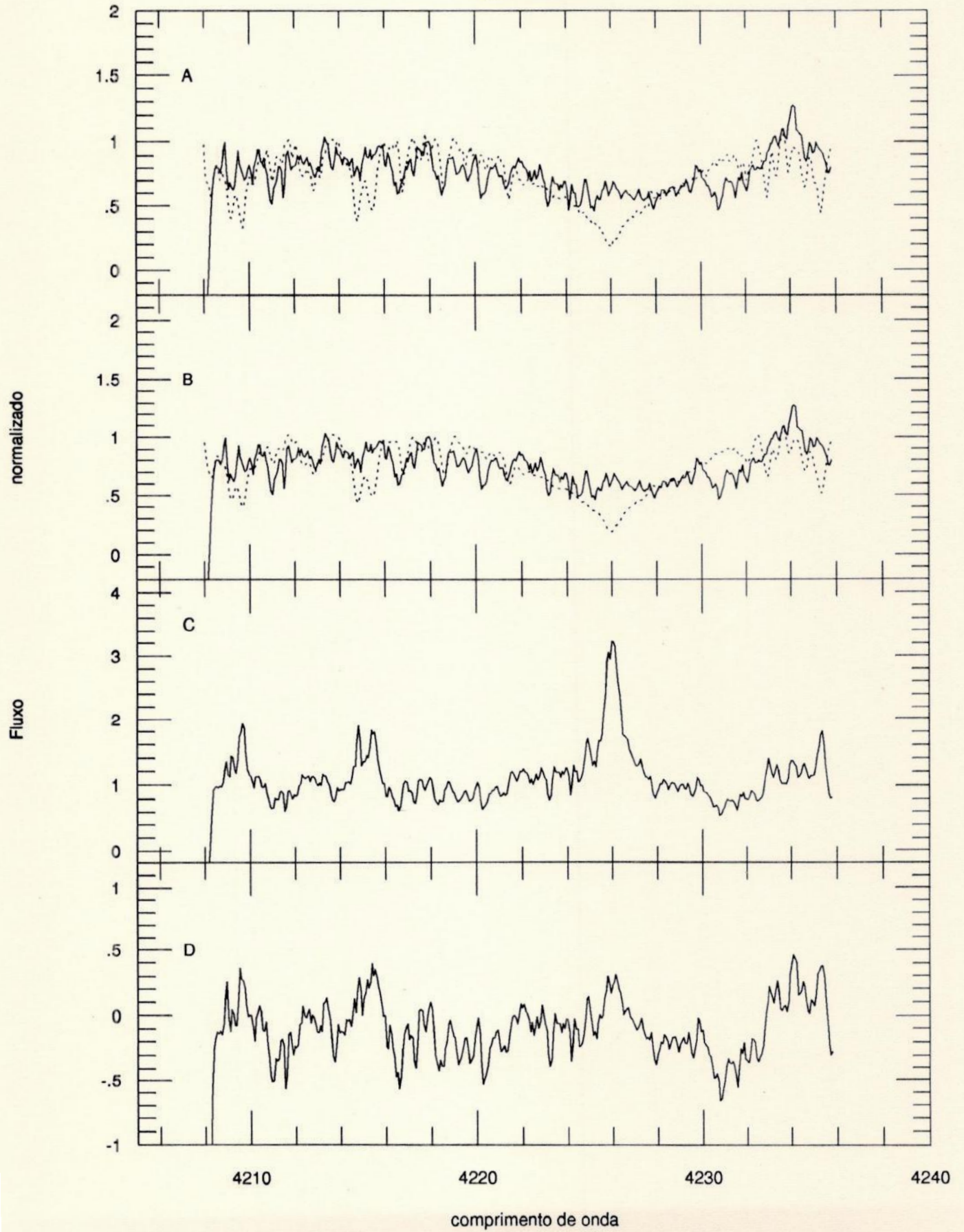




Figura 16 - DF Tau

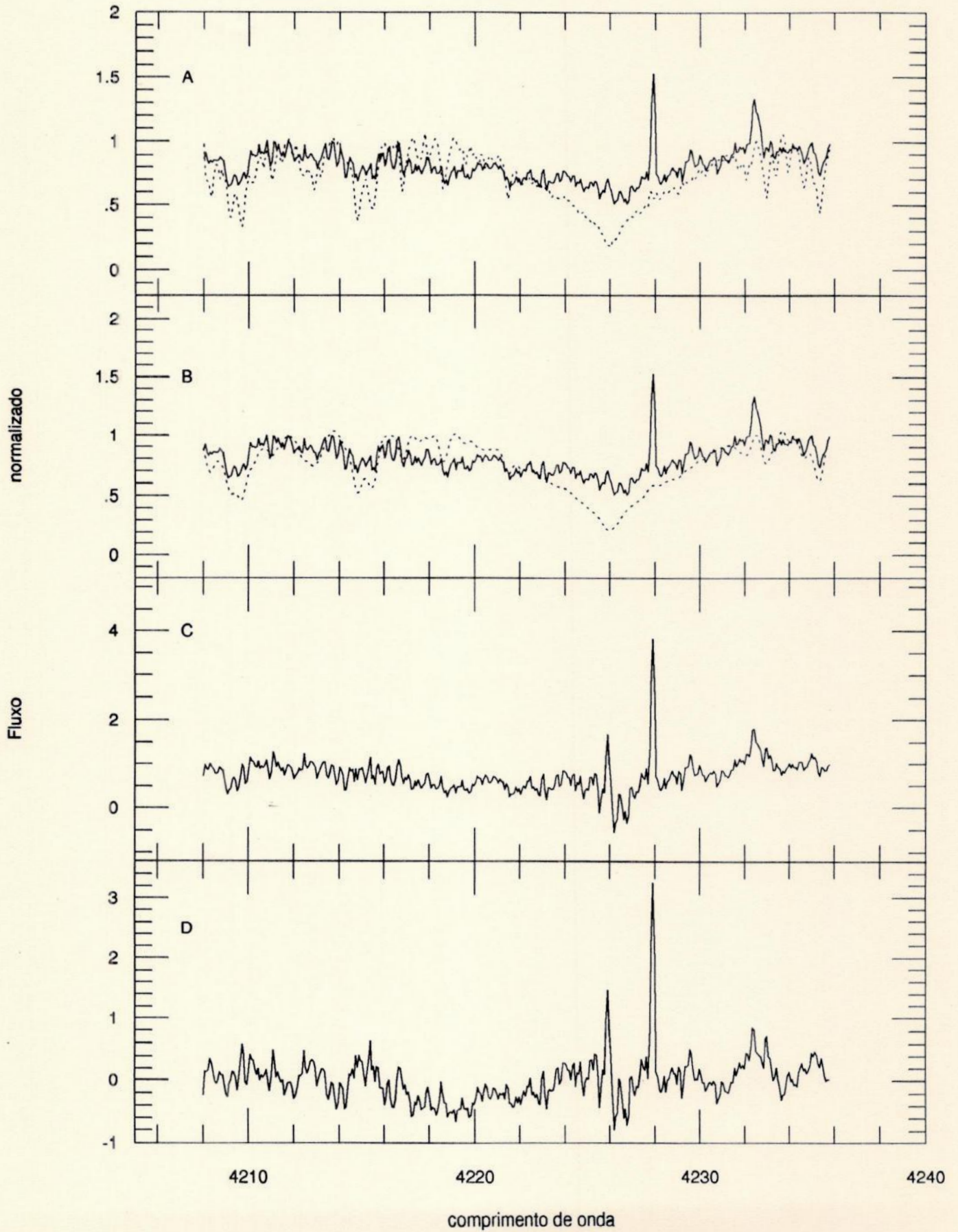


Figura 17 - GG Tau

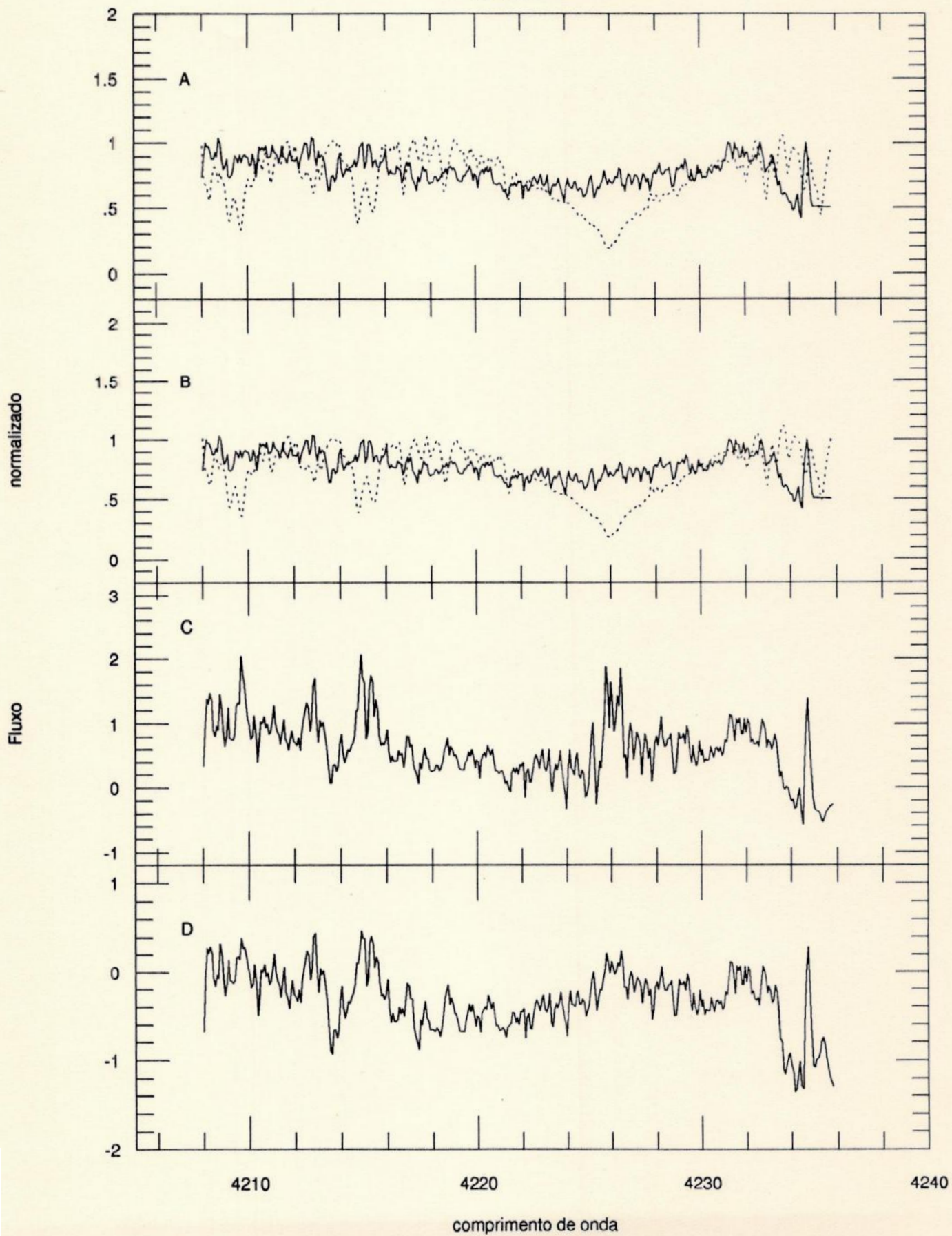
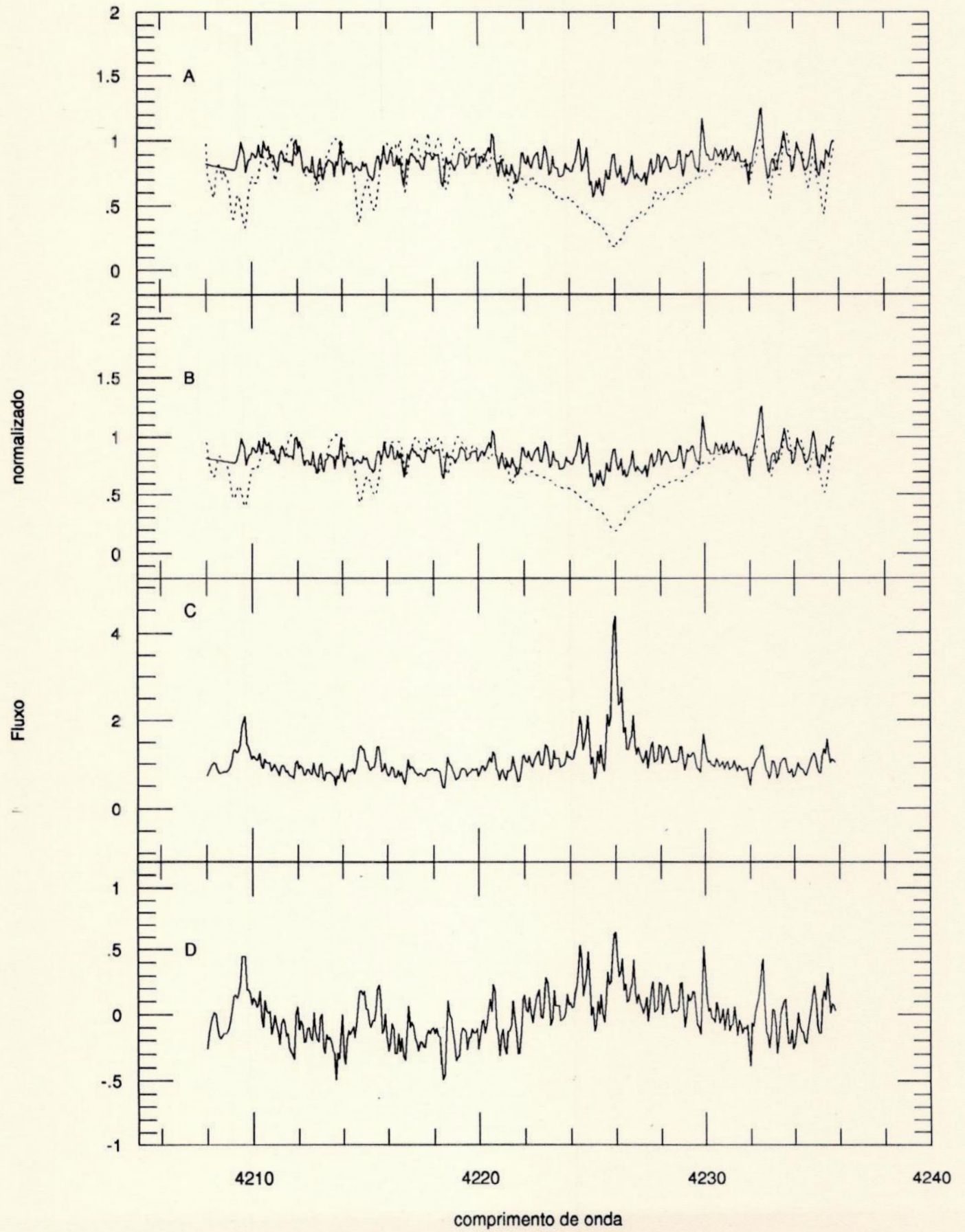




Figura 18 - AA Tau



## Capítulo 5 - DISCUSSÃO

Neste projeto procuramos estudar a possível conexão entre o acréscimo de matéria do disco circunstelar sobre a atmosfera de estrelas jovens e as perdas radiativas encontradas em perfis de linhas normalmente formadas nas cromosferas estelares. Seleccionamos um conjunto de 12 estrelas do complexo Taurus-Aurigae e preparamos as observações destas estrelas jovens a fim de subtrair o perfil de linha selecionado do perfil encontrado em uma estrela de comparação, de tipo espectral similar. Para obtermos este resultado, usamos a técnica de análise diferencial.

Após uma análise da região espectral que vai de 3800Å a 5200Å, seleccionamos a linha  $\lambda 4226\text{Å}$  do Ca I a fim de estudar as perdas radiativas típicas de uma ETT, assim como verificar a possível ocorrência de incremento destas perdas devido ao efeito do acréscimo do gás circunstelar sobre a superfície estelar. Como estrela de comparação utilizamos uma estrela do aglomerado aberto das Hyades (VA 404), sendo estas estrelas recém-chegadas à Sequência Principal.

*Hyades*

Como primeiro resultado, encontramos que a maioria das nossas estrelas apresentam perdas radiativas na linha do Ca I maiores do que as perdas encontradas nas estrelas das Hyades, já que o excesso de emissão por nós medido foi sempre positivo. Quanto maior a atividade magnética, maior a região efetiva que contribui para o excesso de emissão. Isto sugere que as ETT de fato apresentam atividade magnética bem mais intensa do que a encontrada nas estrelas do campo. Calculamos as perdas radiativas numa região de 1Å contendo o centro da linha, normalizada a fluxo zero. Desse modo apenas as perdas cromosféricas foram medidas. Este resultado confirma resultados de estudos da rotação (Bouvier, 1990) ou de medidas diretas de campos magnéticos (Basri et al, 1992), as ETT já são consideradas objetos com forte atividade cromosférica.



O segundo resultado que encontramos - e mais significativo, pelo fato de ser pioneiro - é a correlação positiva das perdas radiativas da linha do Ca I com a taxa de acréscimo de matéria do disco circunstelar. Este resultado nos permite afirmar que estas perdas cromosféricas aumentam à medida que mais matéria do disco <sup>s</sup>circunstelar é acrescida à superfície estelar.

Mas, como se pode explicar esta correlação entre o Ca I e o velamento? O Ca I não pode ser formado no disco, onde ocorre o velamento, pois o disco gira keplerianamente e a linha estaria alargada e não apresentaria componente estreita. A atividade cromosférica também não explica o fenômeno, já que atividade cromosférica também não apresenta, em princípio, correlação direta com o velamento, isto é, com a taxa de acréscimo do disco sobre a superfície estelar.

Uma hipótese que merece ser investigada é a de que a matéria que está sendo acrescentada à estrela esteja sendo direcionada por linha de campo magnético a regiões específicas da superfície estelar. O fato dos perfis residuais obtidos da subtração dos perfis do Ca I não serem alargados indica que este depósito de material não deve ser turbulento. Em outras palavras, o campo magnético deve ser suficientemente forte para controlar o escoamento do gás, à semelhança de um escoamento laminar. A região de interface entre este escoamento controlado e a fotosfera deve necessariamente possuir altas temperaturas e, portanto, ser eficiente para produzir um excesso de emissão nas linhas do Ca, mormente a linha do Ca I estudada. Estas regiões seriam observadas como regiões de manchas quentes.

Uma proposta para o futuro é que sejam feitas observações diárias de estrelas T-Tauri por um período rotacional completo ( em torno de 15 noites) a fim de detectar possíveis modulações devido à passagem de manchas aquecidas.

## Capítulo 6 - CONCLUSÕES

Neste trabalho mostramos que

1) As ETT apresentam perdas radiativas na linha do Ca I ( $\lambda 4226\text{\AA}$ ). Este resultado nos sugere que esta linha é realmente uma boa indicadora de atividade cromosférica em estrelas T-Tauri.

2) As perdas radiativas na linha do Ca I estão correlacionadas com o velamento contínuo, o que significa que as perdas cromosféricas aumentam à medida que a interação entre a camada de interface e a superfície da estrela se torna mais intensa.

3) A técnica de análise diferencial é um método eficiente para o estudo de larguras equivalentes e perdas radiativas em linhas espectrais.



## Apêndice 1 - SUB-ROTINAS IRAF

Para realizar todas as etapas envolvidas neste trabalho utilizamos algumas subrotinas do pacote de redução de dados IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), desenvolvido pelo 'National Optical Astronomy Observatory' (NOAO) e que permite tratamento de espectros. Para normalizar espectros, usamos a rotina 'CONTINUUM'; para convoluir espectros, 'GAUSS'; e para calibrar escalas, operar espectros e calcular o fluxo integrado, usamos 'PLOT'.

a) 'CONTINUUM' - Esta rotina normaliza espectros, sendo que o usuário pode escolher ou não os pontos por onde vai passar o contínuo. Vários parâmetros podem ser alterados, de acordo com a necessidade de cada um, tais como tamanho da amostra, a função que será ajustada, o intervalo de aceitação ou rejeição dos pontos do espectro de acordo com os resíduos do ajuste. Os pontos rejeitados são indicados na imagem final. Observe na Figura 19 as pequenas barras que aparecem junto à escala de comprimento de onda, que são os pontos escolhidos por onde o contínuo deveria passar, os losângos são os pontos rejeitados pelo ajuste e a linha pontilhada terá valor unitário no espectro normalizado. No cabeçalho da figura aparecem o número de interações, a amostra utilizada, o número de pontos rejeitados, o polinômio ajustado (spline cúbica de 1ª ordem) e valores máximo e mínimo além dos quais os pontos são desprezados ('low-rej' e 'high-rej').

b) 'GAUSS' - convolui um espectro com uma gaussiana definida por  $\sigma$  em pixel, a posição do eixo maior  $\theta$  e a razão  $r$  entre os  $\sigma$  do eixo menor e do eixo maior. No nosso trabalho usamos  $r=1$ ,  $\theta=0$  e o  $\sigma$  calculado para cada estrela de acordo com

$$\sigma = \frac{\Delta\lambda}{2} = \frac{v\lambda}{2cd}$$

onde  $v$  é a velocidade de rotação da estrela,  $\lambda$  é o comprimento de onda central da região que será convoluída,  $c$  é a velocidade da luz e  $d$  é dispersão da região. Obtemos então um novo espectro, com as linhas mais largas, simulando uma velocidade de rotação maior que a real.

c) 'SPLOT' - possibilita manipular e analisar espectros: converte escalas de comprimento de onda para frequência, ajusta gaussianas entre dois pontos do contínuo, calcula média, desvio padrão e relação sinal/ruído de um determinado ponto e outras facilidades acionadas por cada tecla correspondente, como descrito abaixo:

p→ define escala linear de comprimento de onda tendo como entrada os comprimentos de onda inicial e final e a dispersão de cada espectro.

f→ permite aplicação de funções aritméticas tais como logaritmo, raiz quadrada, adição e multiplicação por constante aos espectros. Os valores dos pixels são modificados de acordo com a função escolhida. Permite ainda somar, subtrair, multiplicar e dividir dois espectros.

e→ mede largura equivalente, centro da linha, contínuo local e o fluxo, através de integração simples, acima ou abaixo do contínuo entre dois pontos que limitam a linha que queremos estudar.



NOAO/IRAF V2.10EXPORT daflon@gauss Fri 14:13:18 19-Nov-93  
func=spline3, order=1, low\_rej=2, high\_rej=1, niterate=10, grow=1  
total=389, sample=17, rejected=7, deleted=0, RMS= 32.27  
ct271.lmh, line = 1

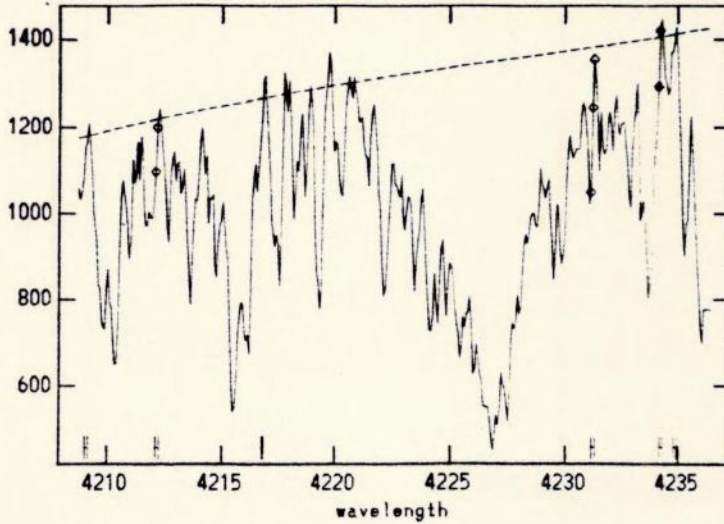


Figura 19 : Ajuste de contínuo para a estrela GM Aur. Os losângos representam os valores de pixel rejeitados do ajuste. A linha tracejada representa o contínuo estelar ajustado.

## REFERÊNCIAS

- Ambartsumian, V. A. : 1947, *In Stellar Evolution and Astrophysics*, Acad. Sci. American SSR, Erevan.
- Basri, G., Wilcots, E., Stout, N. : 1989, *ApJ*, **341**, 340.
- Basri, G. & Batalha, C. : 1990, *ApJ*, **363**, 654.
- Basri, G., Marcy, G. W., Valenti, J. A. : 1992, *ApJ*, **390**, 622.
- Bastian, U., Finkenzeller, U., Jascheck, C., Jascheck, M. : 1983, *Astron. Astrophys.*, **126**, 438.
- Bertout, C., Basri, G., Bouvier, J. : 1988, *ApJ*, **330**, 350.
- Bertout, C. : 1989, *ARA&A*, **27**, 351.
- Bouvier, J. : 1990, *Astronomical Journal*, **99**, 946.
- Cabrit, S., Edwards, S., Strom, K. M., Strom, S. E. : 1990, *ApJ*, **354**, 687.
- Cram, L. E. : 1979, *ApJ*, **234**, 949.
- Edwards, S. : 1987, *ApJ*, **321**, 473.
- Hartigan, P., Kenyon, S., Hartmann, L., Strom, S. E., Edwards, S., Welty, A. D. and Stauffer, J. : 1991, *ApJ*, **382**, 617.
- Hartmann, L., & Kenyon, S. : 1990, *ApJ*, **349**, 190.
- Herbig, G. H. : 1962, *Advances in Astron. Astrophys.*, **1**, 47.
- Herbig, G. H. : 1970, *Men. Soc. R. Sci. Liège*, **19**, 13.
- Herbig, G. H. : 1977, *ApJ*, **214**, 747.



Joy, A. H. : 1945, *ApJ*, **102**, 168.

Moore, C. E., Minnaert, M. G. J., and Houtgast, J. : 1966, *The Solar Spectrum 2935Å to 8770Å*, (NBS Monograph 61) (Washington : NBS).

Ortega Terra, M. A. : 1993, *Tese de Mestrado*, Observatório Nacional/CNPq.

Pereira, P. C. R. : 1993, *Projeto de Fim de Curso*, Departamento de Astronomia/UFRJ.

Stout, N. : 1992, *Tese de Mestrado*, Observatório Nacional/CNPq.