

Doações, 15
R\$ 900,00

THAISA STORCHI BERGMANN

CALIBRAÇÃO FÍSICA DO SISTEMA FOTOMÉTRICO CBVRIj

1000-BC
10/04/84

FT 95.75.

Dissertação apresentada ao Departamento de Física da PUC/RJ como parte dos requisitos para obtenção do título de Mestre em Física.

Orientadores:
William Eckart Kunkel
Said J. Codina-Landaberry

Departamento de Física
Pontifícia Universidade Católica do Rio de Janeiro

Rio de Janeiro, Junho de 1980.

AGRADECIMENTOS

Agradeço ao meu orientador, William E. Kunkel, pelo que me ensinou e pelo seu auxílio durante a realização do trabalho.

Agradeço ao Prof. Said J. Codina - Landaberry por ter aceitado substituir o meu orientador na fase final do trabalho e pelas sugestões apresentadas.

Agradeço aos colegas do Observatório Nacional, em especial ao Pellegrini, por suas sugestões. E também aos colegas da PUC,RJ, principalmente a Rosane, pela ajuda prestada.

Agradeço também aos professores do Departamento de Astronomia do Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul: Horário, Pastoriza e Silvia, pelo apoio e sugestões apresentadas.

Agradeço à minha irmã Viviane, e ao meu marido Renan, pelo auxílio na confecção da forma final dos gráficos.

Finalmente, um agradecimento todo especial ao Renan, pelo seu apoio e compreensão, sem os quais o trabalho teria sido bem mais árduo.

SINOPSE

Utilizando observações de 327 estrelas, na sua maioria gigantes de tipos espectrais G e K, tenta-se obter uma calibração empírica para o sistema fotométrico CBVRIj. Este é um sistema de banda larga, que permite observações de estrelas mesmo fora da Galáxia.

São utilizados dois métodos para se obter a calibração: o método de "Análise de Componentes" e o "Método do Q". Ambos os métodos fornecem parâmetros os quais se procura relacionar com as propriedades físicas: temperatura efetiva, gravidade superficial e abundância de elementos pesados das estrelas. Estes métodos são aplicados às observações (índices de cor das estrelas) e também a modelos de atmosferas, para comparação e complementação dos resultados obtidos.

ABSTRACT

Observations of 327 stars, mostly giants of spectral types G and K, are used in the search of an empirical calibration to the CBVRIj photometric system. This is a wide band system, which allows observations of stars even out of the Galaxy.

Two methods are used to obtain the calibration: the "Component Analysis" and the "Q-method". Both of them give parameters which are supposed to be related to the physical properties: effective temperature, surface gravity and metal abundance of the stars. The methods are applied to the observations (colour indices of the stars) and also to model stellar atmospheres, to permit a comparison and a complementation of the obtained results.

SUMÁRIO

CAPÍTULO I - INTRODUÇÃO	1
CAPÍTULO II - O MÉTODO DE ANÁLISE DE COMPONENTES	5
II.1 - Descrição do método	6
II.2 - Aplicação do método	10
II.2.1 - Utilização das observações	14
II.2.2 - Utilização de modelos de atmosferas	17
II.2.3 - Comparação entre os resultados obtidos com as observações e com os modelos	19
II.2.4 - Discussão sobre os resultados	21
CAPÍTULO III - O MÉTODO DO "Q"	23
III.1 - Descrição do método	23
III.2 - Aplicação do método	29
III.2.1 - Utilização das observações	33
III.2.2 - Utilização dos modelos	34
III.2.3 - Comparação entre os resultados obtidos com as observações e com os modelos	35
CAPÍTULO IV - DISCUSSÃO SOBRE OS RESULTADOS DOS DOIS MODELOS	36
IV.1 - Acidentes espectrais que levam a uma mistura dos efeitos de gravidade e abundância	36
IV.2 - Tentativas propostas para separar os efeitos de gravidade e abundância	39
IV.2.1 - 1. ^a Tentativa (Observacional)	39
IV.2.2 - 2. ^a Tentativa (Teórica)	41
CAPÍTULO V - CALIBRAÇÕES	43
V.1 - Calibração em termos da temperatura efetiva	43
V.2 - Calibração em termos da gravidade	45

V.3 - Calibração em termos da abundância	47
CAPÍTULO VI - CONCLUSÕES	49
APÊNDICE I - O SISTEMA FOTOMÉTRICO	52
APÊNDICE II - NOÇÕES BÁSICAS DE FOTOMETRIA	56
APÊNDICE III - AVERMELHAMENTO INTERESTELAR	61
TABELAS	63
GRÁFICOS	82
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	111

CAPÍTULO I

INTRODUÇÃO

A maioria dos trabalhos de fotometria de estrelas frias (temperatura efetiva menor do que 5000°K) realizados até hoje, para a determinação de parâmetros físicos de suas superfícies, tem sido feita com banda intermediária, como é o caso do sistema DDO (David Dunlap Observatory) ou do sistema do Observatório de Genebra. Estes sistemas fornecem boas calibrações fotométricas, mas o fato das bandas serem relativamente estreitas, restringe sua aplicação para objetos dentro da Galáxia. Para evitar esta limitação, R. Canterna (1976), da Universidade de Washington, criou um sistema fotométrico de banda larga, sendo que a calibração deste sistema foi baseada em modelos de atmosferas. Sabe-se, porém, que os modelos não são muito confiáveis quando se trata de estrelas frias, pois nestas estrelas ocorrem muitos fenômenos que não são considerados nos modelos.

O presente trabalho propõe algo novo: utilizando também fotometria de banda larga, tentar-se-á obter uma calibração empírica, na qual os parâmetros físicos são obtidos de análises espectroscópicas de larguras equivalentes de linhas de absorção. Cabe mencionar que a calibração empírica apresenta uma limitação: ela não pode ser estendida a tipos de objetos que não são observados na Galáxia, como é o caso de estrelas de baixa abundância metálica e grande massa.

A fotometria de banda larga, com a qual se trabalhará,

é a BVRI de Kunkel e Rydgren (1979), baseada no sistema de Johnson et al. (1966), aumentada por um filtro "C" (comprimento de onda efetivo de aproximadamente 4050 Å) e um filtro "j" (comprimento de onda efetivo de 9800 Å). A fotomultiplicadora utilizada tem resposta S-1. No Apêndice I encontram-se as curvas de transmissão dos filtros, a resposta da fotomultiplicadora e parâmetros característicos das bandas.

Utilizando esta fotometria, Leopoldo Celis, da Universidade do Chile, e William E. Kunkel (do Observatório de Cerro Tololo na época: 1974-1975) observaram 505 estrelas, quase todas gigantes de tipos espectrais G e K (temperatura efetiva entre 4000°K e 5000°K), selecionadas a partir de dados espectroscópicos e fotométricos (de banda estreita) existentes.

Com base nestas observações, tentar-se-á obter uma calibração física para o sistema "CBVRIj": procurar-se-á que relação existe (se existir) entre índices fotométricos convenientemente formados e os parâmetros físicos mais importantes na determinação do espectro destas estrelas. Estes parâmetros físicos são, basicamente: temperatura efetiva (T), gravidade superficial (g) e abundância de elementos mais pesados do que o hidrogênio e o hélio (a qual será medida por [Fe/H], que representa o logaritmo decimal da razão entre a abundância de Fe em relação a de H para a estrela e a mesma abundância para o sol). Cabe mencionar que a calibração em gravidade ficará muito restrita, por causa do tipo de estrelas observadas: praticamente todas gigantes, com muito poucas anãs.

Os índices fotométricos escolhidos foram os seguintes:

C-B, B-V, V-R, V-I e I-j.

Dentre as 505 estrelas observadas, foram selecionadas 327, com base na qualidade das observações: foram escolhidas somente as que tinham, no mínimo, 3 observações. No caso da estrela ter sido observada apenas duas vezes, ela só foi selecionada se as duas observações mostravam valores muito próximos.

Tentar-se-á calibrar a fotometria através de duas estratégias: uma utiliza o método de "Análise de Componentes" e a outra segue o método de Searle e Zinn (1978), que consiste em definir parâmetros "Q" livres de avermelhamento. Nos dois casos, os parâmetros físicos T , g e $[Fe/H]$ serão tomados: 1º) de determinações espectroscópicas encontradas na literatura para algumas das estrelas observadas, com o intuito de obter a calibração empírica; 2º) de modelos de atmosferas, em particular os de Bell e Gustafsson (1978), para comparação e eventual complementação dos resultados da calibração empírica.

A estrutura do trabalho é a que se segue.

Descreve-se cada um dos métodos acima mencionados: primeiramente o método de "Análise de Componentes", que fornece combinações lineares dos índices de cor correspondentes à máxima informação existente nos dados (índices de cor das estrelas). Assim, tem-se um ponto de partida, uma vez que se suponha que a máxima informação matemática coincida com a máxima informação física: tenta-se relacionar cada uma das combinações lineares com os parâmetros físicos mais importantes na determinação do espectro das estrelas.

O segundo método, o "Método do Q", foi desenvolvido por Searle e Zinn (1978) para a obtenção de abundâncias $[Fe/H]$ de aglo

merados globulares. As características deste método permitem que ele seja aplicado ao nosso conjunto de estrelas; ele é, então, utilizado para se obter uma calibração em termos de $[Fe/H]$. A grande vantagem deste método é o fato de que os parâmetros Q obtidos são independentes do avermelhamento, e, portanto, intrínsecos ao espectro estelar.

Após a descrição de cada método segue-se a sua aplicação: 1º) ao conjunto das 327 estrelas; 2º) aos modelos de Bell e Gustafsson acima mencionados. São apresentados gráficos que mostram os resultados obtidos. É feita, então, uma comparação entre os resultados obtidos com as estrelas observadas e com os modelos.

Discute-se, após, os fenômenos físicos que ocorrem na fotosfera das estrelas, que poderiam levar aos resultados obtidos.

Depois disto, apresenta-se os resultados das 3 calibrações: em termos de T , g e $[Fe/H]$.

Segue-se a conclusão e 3 apêndices. O Apêndice I, como já foi mencionado, contém dados sobre o sistema fotométrico. O Apêndice II apresenta noções básicas de fotometria, para facilitar a leitura e compreensão do trabalho às pessoas não familiarizadas com o assunto. E o Apêndice III trata dos efeitos do avermelhamento interestelar sobre a presente fotometria.

CAPÍTULO II

O MÉTODO DE ANÁLISE DE COMPONENTES

A técnica de análise de componentes consiste de um método estatístico de análise de dados que permite a obtenção de parâmetros de classificação a partir de medidas realizadas em um conjunto de objetos. Além de fornecer os parâmetros, a técnica permite ainda determinar o número necessário e suficiente dos meses.

No caso do presente trabalho, as medidas serão os índices de cor: C-B, B-V, V-R, V-I e I-j, obtidos para as 327 estrelas já mencionadas. Através da análise de componentes, obter-se-ão parâmetros que serão combinações lineares dos índices acima (como será explicado abaixo). Tentar-se-á, depois, correlacionar estes parâmetros com parâmetros físicos das estrelas. Entretanto, é importante mencionar que a análise de componentes fornece somente parâmetros matemáticos, independentemente do seu significado físico, ou seja: um determinado parâmetro resultante da aplicação do método não está necessariamente correlacionado com este ou aquele parâmetro físico.

Esta técnica é muito usada por estatísticos, em áreas como biometria e psicologia, sendo um método bastante útil quando se quer analisar um conjunto de medidas de um grande número de objetos.

Segue-se a descrição do método. Maiores detalhes podem ser encontrados em Deeming (1964), sendo que Deeming sugere como

referência mais completa, Kendall (1957).

II.1 - Descrição do Método

Sejam y_s , $s = 1, \dots, n$, os parâmetros de classificação que se procura. Sejam x_t , $t = 1, \dots, m$, as quantidades medidas para ca da objeto. Quer-se obter n relações:

$$y_s = y_s(x_t); \quad s = 1, \dots, n; \quad t = 1, \dots, m \quad .$$

Para isto considerar-se-ã o seguinte: 1º) Que os y 's estão relacionados com os x 's através de transformações lineares: se x_{ij} representa a medida da i -ésima quantidade do j -ésimo objeto, o k -ésimo parâmetro do mesmo objeto será dado por:

$$y_{kj} = \sum_{i=1}^m a_{ki} x_{ij}; \quad k = 1, \dots, n; \quad j = 1, \dots, p$$

onde p é o número de objetos.

Usando notação matricial:

$$Y = AX$$

2º) Deeming (1964) afirma que, se as medidas x_{ij} estão numa for ma padrão, isto é, tal que sua média é nula e a variância unitária, sô vai ser necessário considerar, para o que interessa aqui, transformações ortogonais, ou seja, tais que $A^{-1} = A^T$ (a inversa

da matriz da transformação é igual \tilde{a} transposta). Neste caso, $n=m$, e estas transformações são equivalentes a uma rotação dos eixos de coordenadas. Este fato é muito útil, e será assumido $n=m$ no que se segue.

Considerar-se-á, então, que os x 's estão numa forma padrão e que A é ortogonal.

Além disso, e além da hipótese de que os y 's e os x 's estão relacionados por transformações lineares, impor-se-á a condição de que os y 's devam ser estatisticamente independentes, isto é, não correlacionados.

Poder-se-á, então, imaginar as m observações de cada um dos p objetos como representando uma distribuição de p pontos num espaço m -dimensional. As condições acima são equivalentes a se procurar, neste espaço, as direções dos eixos y 's, tais que os y 's sejam não correlacionados. Deeming (1964) acrescenta que estas direções são as que minimizam a soma dos quadrados das distâncias perpendiculares aos pontos p .

Considerando estas hipóteses, o problema pode ser resolvido da forma que se segue.

Seja $X = x_{ij}$, $i = 1, \dots, m$, $j = 1, \dots, p$, a matriz das observações. Como os x_{ij} estão na forma padrão (média nula e variância unitária), a matriz de covariâncias dos x 's é

$$C = c_{ik} = \frac{1}{p} \sum_j x_{ij} x_{kj}$$

e, portanto, é o produto de X pela sua transposta X' , já que $x_{kj} = x'_{jk}$.

A condição de covariância nula entre os y 's para que eles sejam estatisticamente independentes implica que se deva encontrar uma matriz A ortogonal, tal que $Y = AX$ e que $K = \frac{1}{p} YY'$ seja diagonal (covariância nula para y 's diferentes). Então:

$$K = \frac{1}{p} YY' = \frac{1}{p} AX(AX)' = \frac{1}{p} AXX'A' = ACA'$$

$$K = ACA' \text{ (diagonalização da matriz } C)$$

$$KA = AC$$

Chamando o primeiro elemento da matriz K de λ :

$$\lambda a_{1j} = \sum_{k=1}^m a_{1k} c_{kj}$$

Chamando o vetor a_{ij} de α :

$$(C - \lambda I)\alpha = 0$$

A solução do sistema de equações acima com as componentes de α não nulas só existe se:

$$|C - \lambda I| = 0$$

que é a equação característica para a matriz C , de ordem m em λ , dando m autovalores. Substituindo o valor de cada λ , obtem-se um autovetor α correspondente. O conjunto dos m autovetores forma a matriz A , sendo:

$$y_1 = \sum a_{1i} x_i; \quad y_2 = \sum a_{2i} x_i, \quad \text{etc.}$$

Os autovalores formam a diagonal principal da matriz K , sendo iguais às variâncias dos y 's. Chamar-se-á o maior autovalor de λ_1 , o segundo maior de λ_2 e assim por diante. O parâmetro correspondente a λ_1 (o maior autovalor), que será o $y_1 (= \sum_i a_{1i} x_i)$ é o que corresponde ao maior eixo principal, isto é, representa o maior componente da variação dentro do sistema de medidas, uma vez que a sua variância é a maior de todas. Kendall (1957) prova que este maior eixo principal é também o que tem a menor soma dos quadrados das distâncias perpendiculares a cada ponto. Ele prova também que o eixo correspondente ao segundo maior autovalor tem a segunda menor soma dos quadrados, e assim por diante. Portanto, o tamanho de cada autovalor é uma medida da contribuição relativa do parâmetro y associado para a variação total dentro do sistema de medidas. Um autovalor nulo indica que há um componente que não contribui, e que, portanto, a dimensão efetiva do sistema é menor do que m . Assim, examinando-se os tamanhos dos autovalores e comparando-os com os erros observacionais, é possível determinar o número necessário e suficiente de parâmetros para a descrição do sistema.

Resumindo, a técnica de análise de componentes permite encontrar parâmetros linearmente relacionados às quantidades medidas, estatisticamente independentes, e cuja importância relativa fica facilmente determinada, podendo-se rejeitar os parâmetros que não contribuem para a descrição do sistema.

Uma vez obtidos os parâmetros y e correspondentes dos au

tovalores significativos, o passo seguinte é tentar descobrir o seu significado, verificando, por exemplo, qual a relação destes parâmetros com propriedades físicas dos objetos em questão (no presente caso, das estrelas).

II.2 - Aplicação do Método

No presente trabalho, as quantidades medidas x_{ij} são os índices de cor: C-B, B-V, V-R, V-I e I-j das 327 estrelas. A tabela I lista estas quantidades, trazendo, na primeira coluna, o número HD de cada estrela.

Para a realização dos cálculos necessários na aplicação do método, foi desenvolvido um programa no computador IBM 360-165 da PUC-RJ que faz, essencialmente, o seguinte: lê os dados; seleciona as estrelas que entrarão na análise (de acordo com um critério pré-estabelecido); calcula a matriz de correlação dos dados; imprime os resultados. Para o cálculo dos autovalores e autovetores, bem como alguns cálculos adicionais, foram usadas subrotinas prontas da biblioteca de subrotinas do IBM 360.

Ao se aplicar o método aos índices de cor, considerou-se o seguinte: a primeira hipótese do método de análise de componentes é que os parâmetros y 's que se procura, são combinações lineares dos índices de cor. Esta hipótese pode não ser verdadeira, mas deve ser uma boa aproximação, se consideradas pequenas vizinhanças no espaço dos índices de cor. (O análogo em duas di

mensões seria: quando se considera um intervalo pequeno, pode-se aproximar uma curva por uma reta.)

Tendo isto em mente, aplicou-se o método primeiramente à totalidade das 327 estrelas; o resultado foi que praticamente toda a informação estava contida no primeiro autovetor (cerca de 96%).

Separou-se, então, as 327 estrelas em grupos, de acordo com o valor do índice de cor V-I. Este índice foi escolhido porque se sabe que ele deve ser um indicador de temperatura: ao se separar as estrelas em grupos de diferentes valores de V-I, está-se separando as estrelas em grupos de diferentes temperaturas. A variação total de V-I dentro de cada intervalo foi escolhida como sendo 0,200, com base no fato de que, para um intervalo menor, o número de estrelas seria pequeno, e para um intervalo maior, a aproximação linear não seria tão boa. Resultou 3 grupos: estrelas com V-I entre 0,800 e 1,000; com V-I entre 1,000 e 1,200; e estrelas com V-I entre 1,200 e 1,500.

Aplicando-se a análise de componentes a estes grupos, separadamente, o resultado foi bem melhor, no sentido de que apareceu uma melhor distribuição da informação: o primeiro autovetor já não era tão grande e os outros não tão pequenos.

A análise de componentes foi aplicada a vários conjuntos de índices de cor: primeiramente aos 5 índices, depois a conjuntos de 4 e 3 índices. Verificou-se que os 3 maiores autovalores da análise com os 5 índices não eram significativamente maiores do que os 3 autovalores resultantes da análise feita com os índices C-B, B-V e V-I. Concluiu-se que não havia necessidade de incluir na análise os índices V-R e I-j; os índices C-B, B-V e

V-I pareciam conter toda a informação existente nos dados.

Os resultados da análise com os índices C-B; B-V e V-I são mostrados, a seguir, para os 3 intervalos de V-I:

1) V-I entre 0,800 e 0,900:

Autovalores: 2,68; 0,26; 0,06.

Percentagem cumulativa dos autovalores: 89%, 98%, 100% (Isto significa que o primeiro autovetor possui 89% da informação, o segundo: $98-89 = 9\%$ e o terceiro: $100-98 = 2\%$.)

Autovetores: 1º) 0,58 0,60 0,55 (correspondente a $\lambda=2,68$)
2º) -0,52 -0,25 -0,82 (correspondente a $\lambda=0,26$)
3º) -0,63 -0,76 -0,16 (correspondente a $\lambda=0,06$)

2) V-I entre 1,000 e 1,200:

Autovalores: 2,52; 0,41; 0,06.

Percentagem cumulativa: 84%, 98%, 100%

Autovetores: 1º) 0,56 0,62 0,55
2º) -0,68 -0,04 0,73
3º) -0,47 0,79 -0,40

3) V-I entre 1,200 e 1,500:

Autovalores: 2,30; 0,63; 0,07.

Percentagem cumulativa: 77%, 98%, 100%

Autovetores: 1º) 0,52 0,65 0,56
2º) 0,76 -0,05 -0,65
3º) 0,39 -0,76 0,51

Em todos os resultados acima pode-se notar a presença de um autovalor bem mais significativo do que os outros. Isto já

era esperado, por causa da amostra de estrelas consideradas: a maioria delas são gigantes e, portanto, estrelas de aproximadamente mesma gravidade, sendo a temperatura a maior responsável por variações no espectro. Se tivessem sido observadas mais anãs, o resultado seria, provavelmente, diferente. Em outras palavras, os autovetores encontrados dependem da amostra de estrelas considerada. No presente caso, o maior autovalor deve estar muito relacionado com a temperatura.

Pode-se notar que os autovetores mudam, de um intervalo para outro. Isto vem justificar o argumento que levou à separação das estrelas em grupos, de acordo com o valor de V-I: em cada intervalo, os parâmetros y (obtidos multiplicando cada autovetor pelo vetor de dados C-B, B-V, V-I) são combinações lineares dos índices de cor, mas os coeficientes destas combinações lineares (os autovetores) variam, de intervalo a intervalo. Em suma, os y 's se relacionam linearmente com os x 's somente para pequenos intervalos de V-I.

O que se fará agora é tentar descobrir o significado dos parâmetros y 's encontrados. Sabe-se que eles são parâmetros matemáticos, mas a idéia que surge é a de procurar sua identificação com os parâmetros T , g e $[Fe/H]$ das estrelas. Isto porque, fisicamente, se espera que estes sejam os parâmetros responsáveis pelas maiores variações no espectro.

Procurar-se-á esta identificação de duas maneiras:

- 1^a) utilizando parâmetros físicos publicados na literatura para algumas das estrelas observadas, para tentar uma calibração empírica;

2ª) utilizando os modelos de atmosferas de Bell e Gustafsson (1978).

II.2.1 - Utilização das observações

A tabela II reúne os dados das estrelas para as quais foram encontrados valores dos parâmetros físicos: T, g e [Fe/H], publicados na literatura.

As colunas da tabela trazem as seguintes informações:

1ª coluna: nº HD da estrela;

2ª coluna: tipo espectral, obtido, na maioria dos casos, das referências de onde se tirou os parâmetros físicos;

3ª coluna: o conjunto de parâmetros físicos:

$$- \theta = \frac{5040^\circ\text{K}}{T};$$

- $\log g$ = logarítimo decimal da gravidade superficial no sistema c.g.s;

$$- \left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right] = \log \frac{\text{Fe}}{\text{H}} \Big|_{\text{estrela}} - \log \frac{\text{Fe}}{\text{H}} \Big|_{\text{sol}},$$

onde Fe/H é a abundância de Fe em relação à do H;

4ª coluna: número correspondente às referências que se encontram no fim da tabela.

A maioria dos parâmetros físicos foi obtida do catálogo de abundâncias de Morel et al. (referência 2 da tabela), e de uma versão mais nova do mesmo (referência 1). A tabela está separada em duas partes: a primeira contém parâmetros físicos obtidos por análise de espectros de alta dispersão; na segunda, os

parâmetros físicos foram obtidos por outros métodos (entre eles, métodos fotométricos, que são menos confiáveis que os espectroscópicos).

O resultado mais interessante da análise de componentes parece ser o relativo a V-I entre 1,200 e 1,500: o segundo autovalor resultou maior neste intervalo do que nos outros, indicando que há mais informação. O terceiro autovalor praticamente não mudou e, quanto ao primeiro, já se sabe que deve representar a temperatura, não importando pequenas variações no seu valor.

A partir dos autovetores resultantes da análise acima citada, construiu-se os parâmetros correspondentes, que serão chamados de VT1, VT2 e VT3:

$$VT1 = 0,52(C-B) + 0,65(B-V) + 0,56(V-I)$$

$$VT2 = 0,76(C-B) - 0,05(B-V) - 0,65(V-I)$$

$$VT3 = 0,39(C-B) - 0,76(B-V) + 0,51(V-I)$$

Para se ter uma idéia da relação entre os parâmetros acima e os parâmetros físicos T, g e [Fe/H], plotou-se os gráficos 1, 2 e 3, que mostram, respectivamente, VT1 x V-I, VT2 x V-I e VT3 x V-I, para as estrelas com V-I entre 1,000 e 1,500. A tabela III lista os valores de V-I, VT1, VT2 e VT3 para as estrelas com V-I entre 1,000 e 1,500, na ordem de valores decrescentes de V-I.

Resolveu-se incluir as estrelas com V-I entre 1,000 e 1,200 nos gráficos, para aumentar o nº de estrelas com parâmetros físicos determinados, facilitando a análise destes gráficos. As estrelas com parâmetros físicos conhecidos estão representadas por " Δ ", aparecendo, ao lado de cada símbolo, estes parâme

tros, na seguinte ordem: θ , $\log g$ e $[Fe/H]$ um abaixo do outro, entre colchetes. Os valores entre parênteses são os obtidos por outros métodos que não espectroscópicos.

O que se esperava com relação a estes gráficos é que as estrelas quentes ficassem de um lado do gráfico e as frias de outro; da mesma forma se esperava que as estrelas deficientes em metais se separassem das com maior abundância. No melhor dos casos, um parâmetro seria melhor separado do que os outros, em cada gráfico.

Analisando o gráfico 1, vê-se que as estrelas se concentram numa faixa estreita, mostrando uma relação praticamente linear entre $VT1$ e $V-I$. Como se verá mais adiante, $V-I$ é um indicador de temperatura, como mostra o gráfico 18, baseado em uma calibração de $V-K$ (índice fotométrico de Johnson, 1966) em termos de T . Portanto, pode-se dizer que $VT1$ separa as estrelas principalmente de acordo com T .

No gráfico 2 predomina a separação em termos de $[Fe/H]$, embora continue havendo um efeito de temperatura.

Os gráficos 1 e 2 apresentam um pequeno efeito de gravidade, que parece estar acoplado à temperatura (ou $V-I$): estrelas mais frias têm gravidades menores de que as mais quentes.

O $VT3$ não parece separar nada. De fato, o seu autovalor é muito pequeno, o que indica que a informação contida em $VT3$ é pouca, podendo estar muito afetada por "ruído".

Poder-se-ia esperar que aparecesse, na análise de componentes, um parâmetro relacionado com g . Mas isto não ocorre porque as estrelas observadas são praticamente todas gigantes, havendo muito pouca variação de g neste conjunto de estrelas. Se tivessem sido observadas mais anãs, provavelmente a variação em g seria mais importante, podendo surgir um vetor que representasse principalmente esta variação.

II.2.2 - Utilização de modelos de atmosferas

Bell e Gustafsson (1978) apresentam cores teóricas para uma grade de modelos de atmosferas: para $4000^{\circ}\text{K} < T \leq 6000^{\circ}\text{K}$, $0,75 \leq \log g \leq 3,0$ e $-3,0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0,0$.

No presente trabalho foi utilizada a tabela 7 do artigo acima referido, que apresenta as magnitudes referentes a cada modelo em 30 comprimentos de onda, de $\lambda 3390$ a $\lambda 10800 \text{ \AA}$.

Os índices C-B, B-V e V-I foram calculados para os modelos da seguinte forma:

1º) A partir das magnitudes m em cada comprimento de onda, calculou-se os fluxos F :

$$F = 10^{-0.4 m}$$

2º) Para a obtenção dos fluxos através de cada banda: C, B, V ou I, calculou-se (por exemplo, através da banda C):

$$F_C = \frac{\int S_C(\lambda) F(\lambda) d\lambda}{\int S_C(\lambda) d\lambda},$$

onde $S_C(\lambda)$ é o produto: transmissão do filtro C \times resposta da fotomultiplicadora \times transmissão de uma atmosfera padrão.

3º) Para se obter os índices de cor, calculou-se:

$$\text{C-B} = -2.5 \log \frac{F_C}{F_B}; \quad \text{B-V} = -2.5 \log \frac{F_B}{F_V}; \quad \text{V-I} = -2.5 \log \frac{F_V}{F_I}$$

4º) Foram aplicadas transformações do tipo $y = A + Bx$ aos índices de cor V-I e B-V, onde:

a) para V-I: $A = -0,024$, $B = 0,8597$

b) para B-V: $A = 0$, $B = 1,13$

Estas transformações foram feitas para que os índices de cor calculados para os modelos, ficassem em conformidade com os dados observacionais, os quais foram transformados do sistema instrumental para um sistema padrão (sistema da RCA 31034 A).

A tabela IV mostra os índices C-B, B-V e V-I calculados para os modelos. A partir destes índices foram calculados o VT1, VT2 e VT3, e o resultado está na 2.^a, 3.^a e 4.^a coluna, respectivamente, da tabela V.

Plotou-se $VT2 \times V-I$ para os modelos correspondentes a 2 valores de θ : $\theta = 1,12 (T = 4500^\circ K)$, $\theta = 1,26 (T = 4000^\circ K)$; aos valores de $\log g$: 0,75; 1,5; 2,25; 3,0 e aos valores de $[Fe/H] = 0,0$; -0,5; -1,0; -2,0; -3,0. O gráfico 4 mostra esta plotagem. Ao lado de cada ponto representativo de um modelo, encontram-se, entre colchetes, o valor de $\log g$ e abaixo o de $[Fe/H]$ deste modelo. Os pontos correspondentes a uma mesma gravidade e temperatura foram unidos por linhas contínuas, para facilitar a análise do gráfico.

Neste gráfico, bem como nos outros gráficos teóricos que serão mostrados, foi usada a mesma escala que a do gráfico observacional correspondente, ou seja: um dado comprimento no papel representa a mesma variação para ambos os gráficos. Isto foi feito para permitir uma comparação entre os 2 gráficos. Para esta comparação só existe um problema: é que os "zeros" das escalas teórica e observacional não concordam. O motivo disto é que as magnitudes C, B, V e I são definidas a menos de uma constante, que depende da banda em questão:

$$C = -2,5 \log F_C + C_C$$

$$B = -2,5 \log F_B + C_B$$

$$C-B = -2,5 \log \frac{F_C}{F_B} + C_C - C_B$$

Cada constante destas (C_C ou C_B) representa o fluxo para o qual a magnitude correspondente é nula, ou seja: dá o zero da escala de magnitudes. Estas constantes não são as mesmas para os gráficos teórico e observacional. Para se poder comparar os 2 gráficos, precisa-se de uma estrela de calibração.

Esta estrela de calibração foi encontrada em um outro artigo de Gustafsson e Bell (1979), onde eles comparam os resultados de alguns modelos com observações de estrelas, entre elas, da HD 122563, que pertence à nossa lista de estrelas com V-I entre 1,000 e 1,500. A tabela II mostra, para esta estrela, os seguintes valores: $(\theta, \log g, [\text{Fe}/\text{H}]) = (1,13; 1,1; -2,7)$, obtidos de espectroscopia de alta dispersão. Gustafsson e Bell identificaram esta estrela com o modelo de parâmetros físicos $(1,12; 1,5; -3,0)$, mostrando que o espectro teórico calculado concorda razoavelmente com uma varredura de baixa dispersão de HD 122563.

II.2.3 - Comparação entre os resultados obtidos com as observações e com os modelos

Usou-se, então, a estrela HD 122563 para a calibração entre os modelos e as observações, identificando-a com o modelo: $(\theta, \log g, [\text{Fe}/\text{H}]) = (1,12; 1,5; -3,0)$.

Fazendo esta identificação e comparando os gráficos teórico e observacional, nota-se que a maioria das observações fi

cam acima (VT2 é maior) do que o previsto pelos modelos. Algumas estrelas observadas têm abundância metálica maior do que a solar e devem ficar mesmo acima nos gráficos teóricos, os quais são mostradas estrelas deficientes ou com abundância no máximo solar. Mas há algumas estrelas com abundância solar ou mesmo deficientes, com valores de $\log g$ entre 2,0 e 2,5, cujas observações as colocam muito acima no gráfico do que o previsto teoricamente, se considerada válida a identificação de HD 122563 com o modelo citado acima.

Tentando calibrar os modelos com as observações através da região onde se concentram as observações, o que ocorre, então, é que as observações de HD 122563, bem como das estrelas HD 165195 ($\theta = 1,22$; -; $[Fe/H] = -2,7$) e HD 170886 (1,03; -; -0,61), não concordam com as previsões dos modelos.

Para analisar melhor a situação, construiu-se um gráfico C-B \times V-I observacional e um teórico, respectivamente, gráficos 5 e 6. Verifica-se que, ao se continuar identificando a HD 122563 com o modelo (1,12; 1,5; -3,0), o problema citado acima continua, ou seja, muitas estrelas de $\log g$ entre 2,0 e 2,5 encontram-se no gráfico observacional muito mais acima do que o previsto teoricamente.

Construiu-se também gráficos B-V \times V-I: gráficos 7 e 8. Na comparação do teórico com o observacional, a concordância parece ser melhor do que nos casos anteriores, indicando que a discordância dos modelos com as observações ocorre mais na zona ultravioleta do espectro.

O efeito do avermelhamento sobre os índices de cor é considerado no Apêndice III, onde são obtidas as razões entre os

excessos de cor. Nos gráficos teóricos, uma flexa indica o deslocamento que sofreria um ponto se o avermelhamento fosse tal que $E_{B-V} = 0,05$. A maioria das estrelas observadas têm latitudes galácticas maiores do que 30° . Estimando a absorção total do halo por $0,05 \operatorname{cosec} |b|$ (De Vaucouleurs, 1964), onde b é a latitude galáctica, considerou-se que E_{B-V} deve ser da ordem de 0,05 para estrelas no halo.

O gráfico 4 ($VT2 \times V-I$ para os modelos) indica que o VT2 mistura os efeitos de gravidade e abundância: mantendo a gravidade constante, resulta que, quanto maior a abundância, maior é o VT2; por outro lado, mantendo a abundância constante (principalmente se ela for igual a 0,0; -0,5 ou -1,0), o VT2 varia também com a gravidade, de forma que uma menor gravidade corresponde a um VT2 maior.

Este efeito não é notado no gráfico observacional por que as estrelas observadas não apresentam muita variação em gravidade, para uma mesma temperatura.

II.2.4 - Discussão sobre os resultados

O conjunto de estrelas observadas por Kunkel e Celis foi selecionado favorecendo estrelas de alta velocidade. De acordo com a teoria de formação da galáxia de Eggen, Lynden-Bell e Sandage (1962), que considera um colapso rápido, estrelas de alta velocidade têm aproximadamente a mesma idade.

Da teoria de evolução estelar, sabe-se que estrelas de aproximadamente mesma idade, com uma dada temperatura e luminosidade

dade, têm aproximadamente a mesma massa, e mesma gravidade (salvo uma pequena variação que pode surgir por variação em abundância). A gravidade não é um parâmetro independente. Se as idades não fossem as mesmas, isto não aconteceria.

Resulta que praticamente não deve haver variação em gravidade, para V-I fixo. Qualquer variação no espectro deve refletir somente uma variação em abundância. De fato, a análise de componentes mostrou que s \tilde{o} h \tilde{a} um vetor independente de T: o VT $_2$, que representa a abundância. A gravidade não forma um vetor independente.

CAPÍTULO III

O MÉTODO DO "Q"

Searle e Zinn (1978) usaram um novo método para a determinação de abundâncias de aglomerados globulares, baseado em medidas de quantidades características ao espectro estelar, independentes de avermelhamento. Em essência, o que eles mediram foi o "blocking" por linhas na região azul do espectro, obtido, no trabalho de Searle e Zinn, a partir de varreduras espectrais de baixa resolução. O método é descrito a seguir.

III.1 - Descrição do método

Seja S_i , $i = 1, \dots, n$, um conjunto de medidas de n características intrínsecas do espectro de uma gigante vermelha. Pode-se considerar estas medidas como componentes de um vetor \vec{S} , que, por hipótese, será determinado pela temperatura efetiva da estrela, T , pela gravidade superficial, g , e sua composição química, \vec{X} (vetor de parâmetros que especificam a composição química da superfície da estrela). Pode-se expressar a dependência de \vec{S} nos parâmetros que o especificam da seguinte forma:

$$\vec{S} = \vec{S}(T, g, \vec{X})$$

que deve ser interpretada como indicação de que as quantidades entre parênteses bastam, em princípio, para determinar \vec{S} .

Se M é a massa da estrela e L a sua luminosidade, então:

$$g = g(M, L, T)$$

E, para gigantes vermelhas na linha de Hayashi:

$$T = T(L, \vec{X})$$

$$M = M(L, t, \vec{X}')$$

onde t é a idade da estrela e \vec{X}' é o vetor que especifica a composição do material a partir do qual a estrela se formou. Implícita na última relação está a hipótese de que a perda de massa no "giant branch", se ocorre, é determinada pela massa inicial, t e \vec{X}' .

Faz-se então a hipótese: $X = X'$, ou seja, ignora-se eventuais misturas de material processado no interior com a atmosfera.

Das relações acima pode-se tirar:

$$\xi = \xi(T, M, L, \vec{X}) = \xi(M, L, \vec{X}) = \xi(L, t, \vec{X})$$

Um caso particular desta relação é a afirmação de que L , \vec{X} e t , determinam a correção bolométrica da estrela e então:

$$\xi = \xi(M_v, \vec{X}, t)$$

onde M_v é a magnitude visual absoluta da estrela.

Seja S_i um parâmetro do vetor \vec{S} , convenientemente escolhido, medido para um conjunto de estrelas. Se estas estrelas forem escolhidas de forma a apresentarem pouca variação de idade (t praticamente o mesmo), a relação acima ficará, para o parâmetro S_i :

$$S_i = S_i(M_v, \vec{X})$$

Construindo um diagrama S_i versus M_v , formar-se-ão seqüências, cada uma correspondente a uma composição química \vec{X} , como mostra a figura 1.

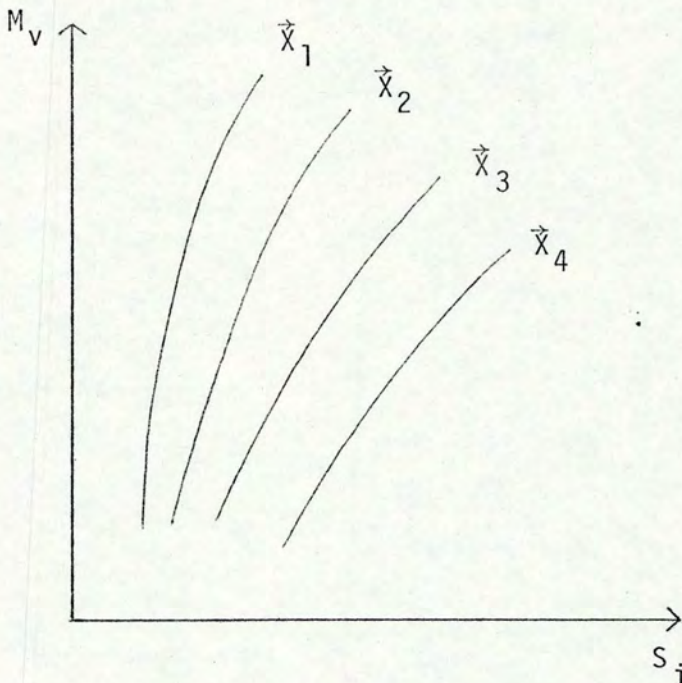


Figura 1.

Assim, se para um conjunto de estrelas de mesma idade, se conseguir calibrar um gráfico como o da figura 1, utilizando abundâncias determinadas espectroscopicamente para algumas estrelas, poder-se-á estimar a abundância das outras estrelas do grupo.

Considere-se, agora a questão da escolha dos parâmetros S_i dependentes da abundância. De acordo com o que foi dito até agora, S_i deve ser um parâmetro intrínseco ao espectro da estrela. Por isso escolheu-se parâmetros independentes do avermelhamento, liberando, ao mesmo tempo, o observador, dos problemas associados com o avermelhamento interestelar.

O avermelhamento distorce o espectro estelar. Searle e Zinn notam que é possível encontrar um parâmetro Ψ , função somente do comprimento de onda λ , tal que a distorção sofrida pela distribuição espectral, expressa em magnitudes "m", em termos deste parâmetro Ψ , devida ao avermelhamento, pode ser representada pela adição de uma função do tipo $\epsilon(\Psi) = A + B\Psi$ (ou seja, uma reta). Searle e Zinn então notam que áreas definidas por uma distribuição espectral representada num diagrama m versus Ψ não sofrem nenhuma variação se for adicionada ao espectro uma reta $\epsilon(\Psi) = A + B\Psi$. Conseqüentemente, não é necessário determinar $\epsilon(\Psi)$ para conhecer a área mencionada. Esta área é, portanto, um bom parâmetro para representar o espectro, pois é um parâmetro intrínseco ao espectro, independente do avermelhamento.

O parâmetro Ψ usado é:

$$\begin{aligned} \Psi &= 1,30 \lambda^{-1} - 0,60, & \lambda^{-1} &\leq 2,29 \\ \Psi &= 0,75 \lambda^{-1} + 0,65, & \lambda^{-1} &> 2,29 \end{aligned} \quad (\lambda \text{ em microns})$$

Esta transformação é baseada na lei de avermelhamento de Whitford (Miller e Mathews, 1972).

As distribuições espectrais observadas por Searle e Zinn para as gigantes vermelhas, no intervalo $\lambda 5000 - \lambda 7500$, são aproximadamente lineares no plano (m, Ψ) , sendo traçada uma linha reta, pelo método de mínimos quadrados, através destes pontos, como mostra a figura 2.

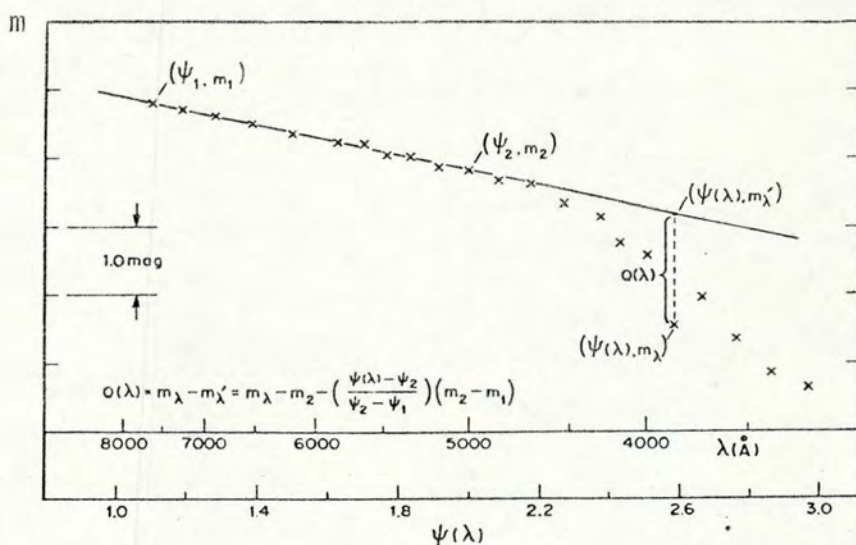


Figura 2.

Define-se o parâmetro $Q(\lambda)$ como sendo a diferença entre as magnitudes observada e a magnitude determinada pela linha reta, para o mesmo λ . É fácil verificar que, ao se somar ao espectro da figura 2 uma reta, $Q(\lambda)$ não vai se alterar, pois m_{λ} e m_{λ}' aumentam da mesma quantidade. Portanto, $Q(\lambda)$ é também um parâ

metro intrínseco ao espectro interestelar, independente do avermelhamento. Pode-se expressar $Q(\lambda)$:

$$Q(\lambda) = m_\lambda - m'_\lambda$$

$$m'_\lambda = m_2 + \frac{m_2 - m_1}{\psi_2 - \psi_1} (\psi(\lambda) - \psi_2)$$

$$Q(\lambda) = m_\lambda - m_2 - \left(\frac{\psi(\lambda) - \psi_2}{\psi_2 - \psi_1} \right) (m_2 - m_1)$$

Os $Q(\lambda)$'s medem a absorção por linhas para λ 's menores do que 5000 Å. Quanto maior a absorção, maior é a abundância de elementos pesados, e ao mesmo tempo, maiores são os $Q(\lambda)$'s. Os $Q(\lambda)$'s estão, então, correlacionados com a abundância de elementos pesados.

No trabalho de Searle e Zinn, as estrelas foram observadas com um espectrômetro multicanal, que mediu a densidade de fluxo em 22 bandas. Os dados básicos do trabalho são os $Q(\lambda)$'s: $Q(4840 \text{ Å})$, $Q(4680)$, $Q(4520)$, $Q(4360)$, $Q(4200)$, $Q(4040)$, $Q(3880)$, os quais são medidas (independentes do avermelhamento) do "blocking" por linhas em várias bandas de 160 Å de largura.

O "blocking" por linhas depende das abundâncias relativas de vários elementos, mas será considerado que o fator principal é a razão entre a abundância dos elementos do "pico do Fe" e a do H ($[Fe/H]$). Convém lembrar que há casos em que se sabe que a abundância $[Fe/H]$ varia de forma diferente das abundâncias $[C/H]$, $[N/H]$ ou $[O/H]$, ou seja, $[C,N,O/Fe]$ não é constante, e isto pode provocar variações no espectro. Portanto, a simplificação de considerar o parâmetro de abundância \vec{X} como unidimensional, sendo re

presentado somente por $[Fe/H]$, não vale para todas as estrelas.

Searle e Zinn consideraram, como parâmetro de abundância S_j , uma média ponderada dos $Q(\lambda)$'s acima mencionados:

$$S = \frac{\sum_j \omega_j Q(\lambda_j)}{\sum_j \omega_j}$$

onde ω_j é a largura de cada banda de 160 Å, expressa em unidades de Ψ .

III.2 - Aplicação do método.

Pode-se reformular um pouco o argumento de Searle e Zinn. Em vez de:

$$\bar{S} = \bar{S}(L, \bar{X}, t)$$

aproveitar-se-á a relação:

$$T = T(L, \bar{X})$$

para examinar as observações em termos de:

$$\bar{S} = \bar{S}(T, \bar{X}, t)$$

Isto é mais conveniente na presente situação, onde se estuda um conjunto de estrelas com distâncias pouco conhecidas e

magnitudes absolutas M_V não muito bem definidas. Conhece-se melhor a temperatura efetiva, da calibração em V-I (que será apresentada mais adiante no trabalho).

Considerar-se-á que a variação em idade deva ser pequena no nosso conjunto de estrelas, pelo argumento já mencionado de que as estrelas selecionadas são de alta velocidade e portanto são quase todas velhas, de aproximadamente mesma idade.

Eliminado o parâmetro t , procurar-se-á uma relação entre parâmetros S_i , T e \bar{X} . Espera-se que um diagrama $S_i \times T$ forneça uma família de curvas, cada uma correspondente a uma abundância, como mostra a figura 3.

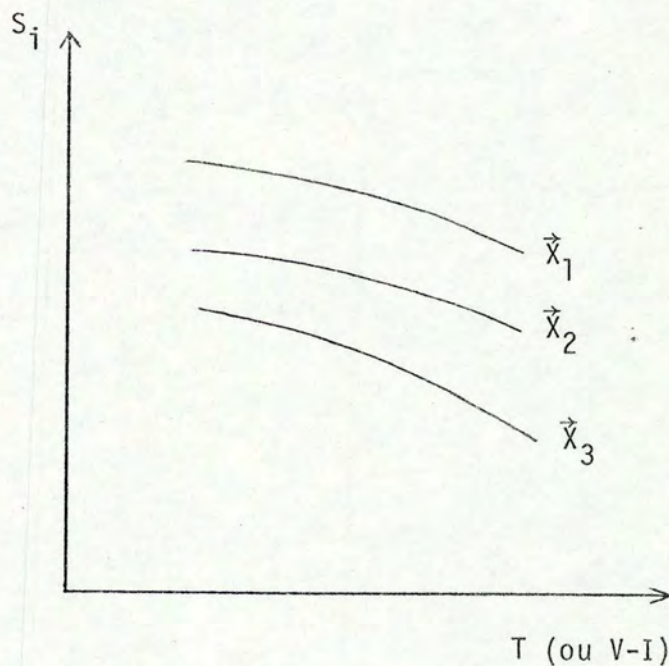


Figura 3.

O método de Searle e Zinn foi aplicado no presente tra

balho, utilizando as observações, não de varreduras espectrais, mas das magnitudes nas bandas C, B, V e I. Não há problema nesta adaptação, pois no cálculo das quantidades interessantes, os $Q(\lambda)$, só entram 3 magnitudes: 1 na região do vermelho, outra na do infravermelho e outra na região do azul.

No cálculo dos $Q(\lambda)$'s, a magnitude m_1 (que no trabalho de Searle e Zinn correspondia à magnitude centrada em $\lambda 7500$) foi substituída pela magnitude I, e a m_2 (que correspondia a $\lambda 5000$) foi substituída pela V.

Pode-se construir dois parâmetros de abundância $Q(\lambda)$:

$$\begin{aligned} Q(\lambda) &= m_\lambda - m_2 - \left(\frac{\Psi(\lambda) - \Psi_2}{\Psi_2 - \Psi_1} \right) (m_2 - m_1) \\ &= m_\lambda - V - \left(\frac{\Psi(\lambda) - \Psi_2}{\Psi_2 - \Psi_1} \right) (V - I) \end{aligned}$$

No primeiro, a magnitude m_λ será a magnitude B; no segundo, m_λ será a magnitude C. Estes parâmetros serão chamados, respectivamente, de Q_B e Q_C :

$$\begin{aligned} Q_B &= B - V - \left(\frac{\Psi_B - \Psi_2}{\Psi_2 - \Psi_1} \right) (V - I) \\ Q_C &= C - V - \left(\frac{\Psi_C - \Psi_2}{\Psi_2 - \Psi_1} \right) (V - I) \end{aligned}$$

Lembrando que:

$$\Psi(\lambda) = 1,30 \lambda^{-1} - 0,60 \quad (\lambda^{-1} \leq 2,29)$$

$$\Psi(\lambda) = 0,75 \lambda^{-1} + 0,65 \quad (\lambda^{-1} > 2,29)$$

sendo que os λ 's considerados para o cálculo dos Ψ 's, no trabalho de Searle e Zinn, eram os correspondentes aos centros das bandas.

A banda C é particularmente sensível à abundância dos elementos C, N, O. Por isso achou-se interessante considerar 2 parâmetros de abundância, Q_B e Q_C : para distinguir, no futuro, eventualmente, variações diferentes na abundância dos elementos do "pico do Fe" e dos do grupo C, N, O.

No presente trabalho, usou-se um λ^{-1} efetivo para cada banda, calculado da seguinte forma:

$$\left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = \frac{\int S\left(\frac{1}{\lambda}\right)B\left(\frac{1}{\lambda}\right) \frac{1}{\lambda} d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}{\int S\left(\frac{1}{\lambda}\right)B\left(\frac{1}{\lambda}\right) d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}$$

onde: $S\left(\frac{1}{\lambda}\right)$ é o produto: transmissão de uma atmosfera padrão \times \times transmissão dos filtros \times resposta da fotomultiplicadora; $B\left(\frac{1}{\lambda}\right)$ é a distribuição espectral de Planck $B_\nu(T)$, com $T = 4500^\circ K$, ou seja, aproximou-se as estrelas por corpos negros de $T = 4500^\circ K$.

Os resultados obtidos foram:

$$\text{Banda C: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 2,44 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda B: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 2,24 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda V: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 1,81 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda I: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 1,15 \mu^{-1}$$

E, para os Ψ 's:

$$\Psi_C = 2,48$$

$$\Psi_B = 2,31$$

$$\Psi_V = 1,76$$

$$\Psi_I = 0,89$$

Para Q_C e Q_B resulta:

$$Q_B = B-V - \left(\frac{\Psi_B - \Psi_V}{\Psi_V - \Psi_I} \right) (V-I) = B-V - 0,65 (V-I)$$

$$Q_C = C-V - \left(\frac{\Psi_C - \Psi_V}{\Psi_V - \Psi_I} \right) (V-I) = (C-B) + (B-V) - 0,84 (V-I)$$

Foram calculados então os Q_B 's e Q_C 's: 1º) para as es
trelas reais; 2º) para os modelos de atmosferas.

III.2.1 - Utilização das observações

Esta aplicação se limitará às estrelas com $V-I$ entre 1,000 e 1,500, que foi também o grupo mais extensivamente estudado através da análise de componentes. A tabela VI mostra os valores de Q_C e Q_B obtidos para estas estrelas.

Plotou-se um gráfico $Q_C \times V-I$ e um $Q_B \times V-I$, identificando-se as estrelas com parâmetros físicos conhecidos (tabela II) por " Δ " e colocando ao lado de cada símbolo, entre colchetes, os

parâmetros θ , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$, um abaixo do outro, nesta ordem, como foi feito anteriormente nos outros gráficos.

O gráfico $Q_C \times V-I$ (gráfico 9) mostra que aparece um efeito de abundância: as estrelas de maior Q_C , como se esperava, são as de maior abundância; as de menor Q_C são as mais deficientes em elementos pesados.

O gráfico $Q_B \times V-I$ (gráfico 10) mostra o mesmo efeito: maior a abundância, maior o Q_B .

A diferença que se nota, comparando os dois gráficos é a variação total de Q_C , em torno de 0,8 magnitudes, bem maior do que a variação total de Q_B , que é menos do que 0,4 magnitudes.

III.2.2 - Utilização dos modelos

Foram calculados os Q_B 's e Q_C 's para os modelos (6.^a e 5.^a colunas da tabela V) e plotou-se os gráficos $Q_C \times V-I$ (gráfico 11) e $Q_B \times V-I$ (gráfico 12) para os mesmos. Ao lado de cada ponto aparecem o $\log g$ e abaixo o $[\text{Fe}/\text{H}]$, entre colchetes.

Nota-se um efeito de abundância tanto em Q_B quanto em Q_C , de acordo com os gráficos feitos com as estrelas reais: maior Q_C e Q_B correspondem a uma maior abundância. Porém, o que se nota, novamente, é um efeito de gravidade que se mistura ao efeito de abundância. Enquanto que, para uma mesma gravidade, maior Q_C corresponde a uma maior abundância, para uma mesma abundância, um maior Q_C corresponde a uma gravidade menor.

III.2.3 - Comparação entre os resultados obtidos com as observações e com os modelos

Novamente ocorre problema na calibração dos gráficos teóricos e observacionais, se for utilizada a estrela HD 122563, no sentido de que as observações ficam acima das previsões teóricas. Possivelmente, esta estrela não é adequada para fazer a calibração, por ter talvez alguma peculiaridade, ou talvez haja algum problema com os modelos para estrelas tão deficientes como HD 122563.

Nota-se também que não é possível distinguir um efeito de gravidade nos gráficos observacionais. O motivo disto já foi explicado anteriormente: as estrelas observadas praticamente não apresentam variação em gravidade.

CAPÍTULO IV

DISCUSSÃO SOBRE OS RESULTADOS DOS DOIS MÉTODOS

Quanto maior a abundância metálica de uma estrela, maior é a absorção na região azul a ultravioleta do espectro, onde estão as linhas metálicas. Conseqüentemente, espera-se que o índice C-B de uma estrela de maior abundância seja maior do que o de uma com abundância menor. O mesmo vale para o índice B-V. Quanto aos parâmetros Q_C e Q_B , que medem o "blocking" por linhas na região azul a ultravioleta, o que se espera, também, é que seus valores sejam maiores para as estrelas de maior abundância, que são as que têm maior absorção.

Resumindo, quanto à abundância metálica, espera-se que as estrelas de maior abundância tenham maiores valores de C-B, B-V, Q_C e Q_B . Analisando novamente os gráficos, nota-se que é exatamente isto que se observa, tanto para as estrelas reais como para os modelos.

Nos gráficos teóricos mencionados acima e também no gráfico VT2 x V-I nota-se que, paralelamente a um efeito de abundância, surge também um efeito de gravidade, que não aparece nos gráficos observacionais porque as estrelas observadas apresentam muito pouca variação em gravidade.

IV.1 - Acidentes espectrais que levam a uma mistura dos efeitos de gravidade e abundância

Quais poderiam ser os fenômenos físicos responsáveis

por este efeito da gravidade?

Para estrelas de tipo G tardio a M, as principais fontes de opacidades contínuas dentro do intervalo espectral coberto pela presente fotometria são a difusão Rayleigh por H, depois por H e H₂, e as transições "bound-free" e "free-free" do íon H⁻. À medida que a gravidade aumenta, ou seja, quando se passa das baixas gravidades das estrelas gigantes para as gravidades mais altas das anãs, o fato de parte do H ter formado H₂ não modifica muito o coeficiente de difusão, pois a seção eficaz do H₂ é semelhante à do H. Porém, não ocorre o mesmo com a absorção por H⁻, que é proporcional à pressão eletrônica, sendo uma função crescente da pressão do gás. Esta absorção é controlada pela abundância de doadores de elétrons, que são essencialmente os metais, para as estrelas aqui consideradas.

A absorção por H⁻ é regularmente crescente com λ até 0,85 μ . Somada com o coeficiente de difusão Rayleigh resulta que, para as estrelas anãs, a absorção é menor para λ entre 0,2 μ e 0,5 μ do que para λ entre 0,5 μ e 0,85 μ . Para as estrelas gigantes, a absorção é praticamente a mesma em todos os λ 's. Assim, ao se medir os índices C-B, B-V, Q_C e Q_B, para as anãs, como a absorção é menor para λ menor, os valores destas quantidades resultarão menores do que para as estrelas gigantes de mesma abundância e temperatura. Analisando novamente os gráficos teóricos, constata-se que eles mostram exatamente isto: que os valores das quantidades acima são menores para as estrelas de log g maior do que para as de log g menor.

Um outro efeito que reforça o descrito acima é o efeito das linhas de ionização, que são mais intensas nas estrelas

gigantes pelo fato da pressão eletrônica ser menor. Isto provoca um decréscimo do fluxo na região ultravioleta do espectro, pois as linhas dos elementos ionizados estão localizadas na sua maioria, em comprimento de onda menores do que 3700 \AA . Logo, a absorção por linhas, no ultravioleta, será maior para as gigantes do que para as anãs e, como resultado, índices como C-B e Q_C serão maiores para as gigantes do que para as anãs, reforçando o efeito das opacidades contínuas.

Uma complicação adicional à mistura dos efeitos de variação de gravidade e de abundância é o fato de que o "blanketing" (efeitos das linhas de absorção) cresce com a temperatura no intervalo espectral de G a K. Embora a absorção por raias de átomos ionizados diminua progressivamente com T, a produzida por raias de átomos neutros passa por um máximo aproximadamente em $\theta = 1,4$ (vizinhança dos tipos espectrais K7 a M0V).

Cabe aqui mencionar que a análise feita acima é simplificada e qualitativa. Na realidade, os acidentes espectrais que levam às medidas fotométricas obtidas são muito mais complexos, principalmente para as estrelas frias aqui consideradas ($4000 < T < 5000^\circ\text{K}$). Estas estrelas apresentam, além dos efeitos acima mencionados, um grande número de bandas moleculares, que dificultam a análise das observações. (É muito difícil, também, a criação de modelos de atmosferas para as estrelas frias, e a causa principal é justamente o grande número de bandas moleculares, como as de CH, CN, C_2 , SiC_2 , OH, NH, etc.)

Maiores detalhes sobre os efeitos de uma variação de g e da abundância sobre o espectro estelar, bem como o efeito da

temperatura e das bandas moleculares, são encontrados na tese de Grenon (1978).

IV.2 - Tentativas propostas para separar os efeitos de gravidade e abundância

IV.2.1 - 1.^a Tentativa (Observacional)

Uma estratégia proposta no presente trabalho para resolver o problema da mistura dos efeitos de gravidade e abundância foi: a inclusão de mais bandas fotométricas, em particular a banda U de Johnson, na região do ultravioleta, e a nossa banda j, no infravermelho; e a aplicação do método de análise de componentes aos índices: C-B, B-V, V-I, V-R, I-j e U-B (obtido de Blanco et al., 1970) de 10 anãs e 11 gigantes. O número reduzido de estrelas se deve ao fato de só terem sido observadas 10 anãs. Para não mascarar o efeito da gravidade, incluiu-se na análise somente 11 gigantes.

O resultado da análise foi o seguinte:

- 3 maiores autovalores:

1º)	4,81805	(percentagem cumulativa: 80%)
2º)	0,72753	(percentagem cumulativa: 12%)
3º)	0,35485	(percentagem cumulativa: 6%)
Soma	<u>5,90043</u>	(percentagem cumulativa: <u>98%</u>)

Os outros 3 autovalores não são significativos.

- Autovetores correspondentes aos 3 maiores autovalores:

1º)	V1 = 0,410	0,439	0,422	0,406	0,418	0,350
2º)	V2 = 0,179	0,115	-0,431	-0,478	-0,012	0,736
3º)	V3 = -0,646	0,322	-0,005	-0,280	0,630	-0,068

Os gráficos 13, 14 e 15 mostram $V1 \times V-I$, $V2 \times V-I$ e $V3 \times V-I$, respectivamente, para as 21 estrelas consideradas. A tabela VII mostra os índices destas estrelas e a tabela VIII mostra seus valores de $V1$, $V2$ e $V3$.

O $V1$ se correlaciona basicamente com a temperatura, como sempre.

O $V2$ parece se correlacionar com a gravidade; pode-se observar que as gigantes se colocam acima das anãs, salvo duas exceções. Uma delas é a estrela anã 113.442, cujos índices de cor podem não ser muito confiáveis devido ao fato desta estrela ter sido observada somente duas noites e os resultados não foram tão semelhantes quanto se esperaria. Fez-se, então, uma média que pode não estar correta, levando também a um valor possivelmente incorreto para o $V2$. Seria interessante observar mais estrelas anãs para ver se o efeito é real e obter uma avaliação mais quantitativa do mesmo.

Quanto ao $V3$, este parece não trazer nenhuma informação, pelo menos das que se está procurando, que são temperatura, gravidade e abundância.

IV.2.2 - 2ª Tentativa (Teórica)

Uma outra estratégia proposta é selecionar amostras de estrelas para as quais se possa antecipar uma relação conhecida entre g , T e abundância, como acontece na linha de Hayashi, para estrelas de mesma idade.

Ciardullo e Demarque (1979), por exemplo, apresentam isócronas em diagramas $\log g \times \log T$ para diversas abundâncias Z (= fração em massa dos elementos pesados, ou melhor, mais pesados que o Hélio). Utilizando estas isócronas, pode-se obter os gráficos $Q_C \times V-I$, $C-B \times V-I$, etc, independentes de g , procedendo da seguinte forma: 1ª) seleciona-se um grupo de estrelas de mesma idade; 2ª) para cada abundância, determina-se, para alguns valores de T , o $\log g$ correspondente, através da isócrona do grupo; 3ª) entra-se com os valores de Z , $\log g$ e T no gráfico teórico, que pode ser $Q_C \times V-I$, por exemplo, e obtém-se o valor de Q_C correspondente. Desta forma, poder-se-á construir um novo diagrama $Q_C \times V-I$, independente de g , que apresentará linhas de abundância constante, sendo que a temperatura T também estará presente; porém, já se sabe que a temperatura se correlaciona basicamente com o índice $V-I$.

Considere-se um exemplo concreto: as nossas estrelas são, em geral, estrelas velhas, de aproximadamente a mesma idade, de acordo com as características que apresentam. Estimar-se-á sua idade em $t = 1,6 \times 10^{10}$ anos. Para esta isócrona, obtém-se os valores de $\log g$ para 3 valores de temperatura: $\log T = 3,6$; $\log T = 3,65$; $\log T = 3,7$, e para os seguintes valores de Z : 0,04; 0,01; 0,004; 0,001; 0,0004; 0,0001 ou $[Fe/H]$, respectivamente igual a: 0,33;

-0,30; -0,70; -1,30; -1,70 e -2,20. A abundância de Hélio foi considerada como sendo $Y = 0,30$.

Obtidos os valores de $\log g$, é preciso interpolar no gráfico $Q_C \times V-I$ para obter os valores de Q_C para cada ponto. O resultado é o gráfico 16, independente de g , que fornece uma calibração para $Q_C \times V-I$ em termos de $[Fe/H]$ para estrelas de idade $1,6 \times 10^9$ anos.

CAPÍTULO V

CALIBRAÇÕES

V.1 - Calibração em Termos da Temperatura Efetiva

Num trabalho recente, Ridgway, Joyce, White e Wing (1980) obtiveram temperaturas efetivas de 32 estrelas gigantes de tipos espectrais entre K0 e M6, usando medidas dos diâmetros angulares destas estrelas, obtidas de observações de ocultações pela lua. Destas 32 estrelas, foram selecionadas 20 para calibrar as relações entre T e tipo espectral bem como entre T e o índice fotométrico V-K de Johnson.

A partir dos índices V-K e V-I publicados por Johnson et al. (1966), obteve-se as seguintes relações (ver gráfico 17):

1) para $-0,6 < (V-K)_J < 0,6$ (o subscrito J é para indicar que o índice é o de Johnson):

$$(V-I)_J = 0,04 + 0,52 (V-K)_J$$

2) para $0,6 < (V-K)_J < 2,6$:

$$(V-I)_J = 0,10 + 0,51 (V-K)_J$$

3) para $2,6 < (V-K)_J < 4,0$:

$$(V-I)_J = -0,27 + 0,64 (V-K)_J$$

4) para $4,0 < (V-K)_J < 5,2$:

$$(V-I)_J = -0,68 + 0,74 (V-K)_J$$

Usando a transformação entre o sistema de Johnson e o

do presente trabalho para o índice (V-I) (Kunkel e Rydgren, 1979):

$$(V-I) = -0,0092 + 0,7570 (V-I)_J$$

obtêm-se a seguinte calibração em termos de T (ver gráfico 18) para gigantes de classe III:

Tabela IX - Calibração em termos de T

Tipo Espectral	θ	T	$(V-K)_J$	$(V-I)_J$	(V-I)
G8	1,02	4930	2,20	1,22	0,91
K0	1,05	4790	2,30	1,27	0,95
K1	1,09	4610	2,48	1,36	1,02
K2	1,13	4450	2,68	1,45	1,09
K3	1,18	4270	2,96	1,62	1,22
K4	1,23	4095	3,26	1,82	1,37
K5	1,27	3980	3,52	1,98	1,49
M0	1,29	3895	3,78	2,15	1,62
M1	1,32	3810	4,02	2,29	1,72
M2	1,35	3730	4,30	2,50	1,88
M3	1,38	3640	4,64	2,75	2,07
M4	1,42	3560	5,10	3,09	2,33

O gráfico 19 mostra os θ 's conhecidos (da tabela II) versus os V-I's, mostrando que se poderia ter feito diretamente uma calibração empírica, embora para V-I a partir de 1,000, a dispersão nos dados seja um pouco grande. De qualquer forma, a calibração apresentada acima fita bem a relação empírica entre V-I e θ , como mostra a linha tracejada no gráfico, que representa esta ca

libração.

Utilizando o gráfico 19, pode-se obter uma extensão da calibração, para V-I entre 0,6 e 0,9, empiricamente, como mostra a linha contínua neste gráfico. Esta linha corresponde à seguinte calibração (uma reta, de V-I = 0,60 a V-I = 0,90):

θ	V-I
0,85	0,60
0,88	0,65
0,91	0,70
0,94	0,75
0,97	0,80
1,00	0,85
1,03	0,90
1,06	0,95
1,08	1,00

V.2 - Calibração em Termos da Gravidade

Analisando o diagrama $M_V \times B-V$ (gráfico 20), que nada mais é do que o diagrama de Hertzsprung-Russel para algumas de nossas estrelas, onde os valores de M_V foram obtidos de Wilson (1976), nota-se que se tem, basicamente, estrelas gigantes, algumas supergigantes e algumas anãs. E foi por isso que não se detectou um efeito de gravidade maior na análise de componentes, até que se resolveu repetir a análise para um grupo de 10 anãs e 11 gigantes. Não há observações disponíveis de mais anãs, e não se pode incluir mais gigantes porque senão o maior número das gigantes anula o efeito das poucas anãs. Para se ter uma idéia ou es

timativa mais quantitativa do efeito de gravidade, dever-se-ia observar mais anãs e supergigantes, talvez. Estas observações poderão ser feitas, eventualmente, num trabalho posterior.

Um resultado interessante é o mostrado no gráfico 21, que plota $I-j \times V-I$. Nota-se nitidamente um efeito de gravidade: as gigantes têm valores de $I-j$ maiores do que os das anãs. No gráfico aparece uma linha demarcatória da região ocupada pelas gigantes e pelas anãs, cuja equação é, aproximadamente:

$$I-j = -0,042 + 0,248 (V-I) \pm 0,05^m$$

Um outro resultado interessante quanto ao efeito de gravidade é o mostrado pelo gráfico 22, que plota $Q_C \times V-I$ para o grupo de 10 anãs e 11 gigantes: as gigantes têm valores de Q_C maiores do que as anãs. O mesmo ocorre com Q_B , como mostra o gráfico 23. Construindo-se um gráfico $Q_C \times Q_B$ (gráfico 24) resulta que as anãs ficam no canto inferior (esquerdo) e as gigantes no canto superior (direito). Os modelos teóricos já previam isto: os gráficos teóricos 11 e 12 mostram justamente que, sobreposto ao efeito de abundância, há um efeito de gravidade, que é tal que, para uma mesma abundância, as anãs têm valores de Q_C e Q_B menores que os das gigantes.

Na tabela VIII estão os valores de Q_B e Q_C para o grupo de 10 anãs e 11 gigantes.

V.3 - Calibração em Termos da Abundância

O gráfico 25 mostra uma plotagem do VT2 em termos de $[Fe/H]$. Dã para se notar uma correlação, a qual tentou-se representar pela linha contínua. A parte tracejada corresponde à região do gráfico onde não hã dados, e representa uma interpolação aproximada. A calibração indicada por esta linha é a seguinte:

VT2	$[Fe/H]$
-0,534	-2,5
-0,508	-2,0
-0,474	-1,5
-0,434	-1,0
-0,412	-0,75
-0,388	-0,5
-0,358	-0,25
-0,324	0,0
-0,282	0,25

O erro médio na determinação de $[Fe/H]$ por esta calibração é da ordem de 0,25 para $-0,5 \leq [Fe/H] \leq 0,25$.

O gráfico 26 mostra a plotagem de Q_c versus $[Fe/H]$. O resultado é semelhante ao acima: nota-se uma correlação, porém com uma dispersão muito grande. Uma calibração aproximada é a representada pela linha contínua, com uma parte tracejada correspondente a uma região de poucos dados. A calibração sugerida é a seguinte:

Q_C	[Fe/H]
0,520	-2,5
0,550	-2,0
0,600	-1,5
0,675	-1,0
0,725	-0,75
0,780	-0,5
0,850	-0,25
0,925	0,0
1,075	0,25

O erro médio é também da ordem de 0,25, mas nota-se que, para um mesmo [Fe/H], a dispersão em Q_C é maior do que em VT2.

Pode-se representar, de forma aproximada, a calibração de VT2 em termos de [Fe/H] por linhas de [Fe/H] constantes no diagrama VT2 \times V-I observacional, como mostra o gráfico 27. Pode-se fazer o mesmo com o gráfico $Q_C \times V-I$, como mostra o gráfico 28.

Uma outra alternativa para a obtenção de uma calibração em abundância é usar os gráficos teóricos para um grupo de estrelas que têm aproximadamente a mesma idade e fazer o que se fez para obter o gráfico 16: a partir da idade, obter a gravidade das isócronas de Ciardullo e Demarque (1979), por exemplo, para cada temperatura. Entrar com estes valores no gráfico $Q_C \times V-I$ ou VT2 \times V-I, por exemplo, para obter o valor de Q_C ou VT2. Construir-se-ão, assim, gráficos como o 16, cada um para uma idade.

CAPÍTULO VI

CONCLUSÕES

O presente trabalho tinha como finalidade obter uma calibração do sistema fotométrico CBVRIj, descrito na introdução, em termos dos parâmetros físicos: temperatura efetiva, gravidade superficial e abundância de elementos pesados.

Para isto procurou-se seguir um método que fornecesse o ponto de partida: que índices de cor ou que combinações de índices se correlacionariam com um ou outro parâmetro físico. Aplicou-se, então, o método estatístico de análise de componentes, o qual forneceu, para diversos intervalos de V-I, as combinações lineares dos índices de cor que apresentavam a maior variação dentro do conjunto de dados. Tentou-se correlacionar estas combinações lineares com os parâmetros físicos das estrelas. Resultou que a combinação linear (vetor) correspondente à máxima variação se correlacionou bem com a temperatura. O segundo vetor correlacionou-se bem com $[Fe/H]$, havendo, porém, bastante dispersão. O 3º vetor tinha um autovalor muito pequeno, praticamente não trazia informação.

Para complementar a calibração empírica, utilizou-se os modelos de atmosferas de Bell e Gustafsson (1978), calculando-se o 2º vetor para estes modelos. Ao se comparar os resultados teóricos com os observacionais, o que se conclui é que os modelos não concordam com o blanketing observado. Este resultado representa uma contribuição importante do presente trabalho: mostra

que os modelos não concordam com as observações, ao mesmo tempo que orienta um possível aperfeiçoamento destes modelos através das calibrações empíricas apresentadas.

Aplicou-se, após, um outro método de determinação de abundância, que consistia no cálculo de parâmetros independentes do avermelhamento e que mediam, essencialmente, o blocking por linhas na região azul e ultravioleta do espectro. Obteve-se, realmente, uma correlação empírica entre Q_C e Q_B e a abundância. Ao se utilizar os modelos, verificou-se que, novamente, eles não concordavam com o conjunto das observações, reforçando o que foi dito acima sobre estes modelos.

Os gráficos teóricos, tanto o $V_{T2} \times V-I$, quanto $Q_C \times V-I$ e $Q_B \times V-I$, mostram um acentuado efeito de gravidade, paralelamente ao efeito de abundância. Nos gráficos observacionais isto não acontece. Analisando a amostra de estrelas observadas, verificou-se que a maioria eram gigantes. Se houvessem mais anãs, talvez, na análise de componentes, surgisse um vetor que dependesse da gravidade. Procurou-se, então, observações de mais anãs, fez-se uma outra análise de componentes e resultou que o segundo vetor (V_2) pareceu correlacionar-se com g . O número de estrelas disponível era, entretanto, pequeno, para se chegar a um resultado quantitativo. Para que isto ocorresse seria necessário observar mais anãs, o que pode ser uma sugestão para um trabalho posterior.

Por outro lado, pesquisando os efeitos de uma variação da gravidade no espectro das estrelas observadas, resultou que principalmente em filtros de banda larga, como os da presente fotometria, estes efeitos se confundem com os correspondentes a uma variação de abundância.

Quanto aos resultados das calibrações, pode-se mencionar inicialmente a calibração de V-I em termos da temperatura efetiva, baseada em valores de diâmetros angulares obtidos recentemente para gigantes G e K. Escolheu-se V-I para a calibração em vez do 1º vetor da análise de componentes porque a correlação deste vetor (VT1) com a temperatura não era melhor do que a de V-I.

Quanto à calibração em gravidade, esta ficou difícil pelo pequeno número de anãs observadas. Pode-se dizer, porém, que se obteve um resultado interessante: um diagrama $(I-j) \times (V-I)$ se para razoavelmente anãs de gigantes. Além disso, também Q_C e Q_B separam estas estrelas.

Obteve-se também duas calibrações empíricas aproximadas para a abundância: uma relacionando VT2 com $[Fe/H]$ e a outra relacionando Q_C com $[Fe/H]$. Teoricamente, concluiu-se que só se consegue esta calibração sabendo-se previamente qual a gravidade ou a idade da estrela.

Os resultados deste trabalho podem ser melhorados. Para isto, necessitar-se-ia de mais observações: mais observações de estrelas anãs e de estrelas com parâmetros físicos publicados, para melhorar as calibrações. Assim, poder-se-ia obter resultados quantitativos melhores para os parâmetros físicos, a partir dos dados fotométricos.

Feito isto, poder-se-ia utilizar estas calibrações para obter a temperatura efetiva, gravidade superficial e abundância de estrelas, medindo somente seus índices fotométricos, com a vantagem de se poder observar estrelas inclusive em sistemas extragalácticos, devido às bandas largas dos filtros do sistema CBVRIj.

APÊNDICE I

O SISTEMA FOTOMÉTRICO

O sistema fotométrico consiste de uma banda C, uma B (blue), uma V (visual), uma R (red), uma I (infrared) e uma banda j. Estas bandas são determinadas pelo produto das curvas de transmissão dos filtros pela resposta da fotomultiplicadora. Medindo o fluxo estelar através destas bandas, obtem-se as magnitudes (ver Apêndice II) correspondentes: C, B, V, R, I e j.

Os filtros utilizados foram:

para o filtro C: 4 mm BG12 + 3 mm BG38; para o B: Corning 5030 + 2 mm BG18 + 2 mm GG385; para o V: Corning 3384 + Corning 9780; para o R: 2 mm OG5 + 1,5 mm RG6 + 4 mm KG1; para o I: 1 mm RG780 + 3 mm RG10; para o j: 3 mm RG1000.

Os filtros são da Schott, a menos dos Corning, sendo que estes últimos têm espessura padrão. A figura 4 mostra as curvas de transmissão dos filtros.

A resposta da fotomultiplicadora utilizada é apresentada na figura 5. Este tipo de resposta é conhecido como resposta S - 1.

A partir das curvas de transmissão dos filtros e da resposta da fotomultiplicadora, calculou-se os seguintes parâmetros para cada banda:

1º) o comprimento de onda médio:

$$\lambda_0 = \frac{\int \lambda S(\lambda) d\lambda}{\int S(\lambda) d\lambda}$$

onde: $S(\lambda)$ = transmissão do filtro x resposta da fotomultiplicado

ra x transmissão do telescópio (considerada constante, para cada banda);

29) o momento centrado de 2ª ordem (Golay, 1974) da curva de resposta do sistema, $S(\lambda)$:

$$\mu^2 = \frac{\int (\lambda - \lambda_0)^2 S(\lambda) d\lambda}{\int S(\lambda) d\lambda}$$

Para o caso ideal de um filtro com uma curva de transição Gaussiana de comprimento de onda médio λ_0 , a largura da banda a meia altura é dada por:

$$\text{"half-width"} = 2,36 \mu$$

A tabela X mostra os resultados:

Tabela X - Parâmetros das bandas

BANDA	λ_0 (Å)	μ (Å)
C	3970 A	320
B	4390	369
V	5515	285
R	6778	691
I	8910	1292
j	10030	588

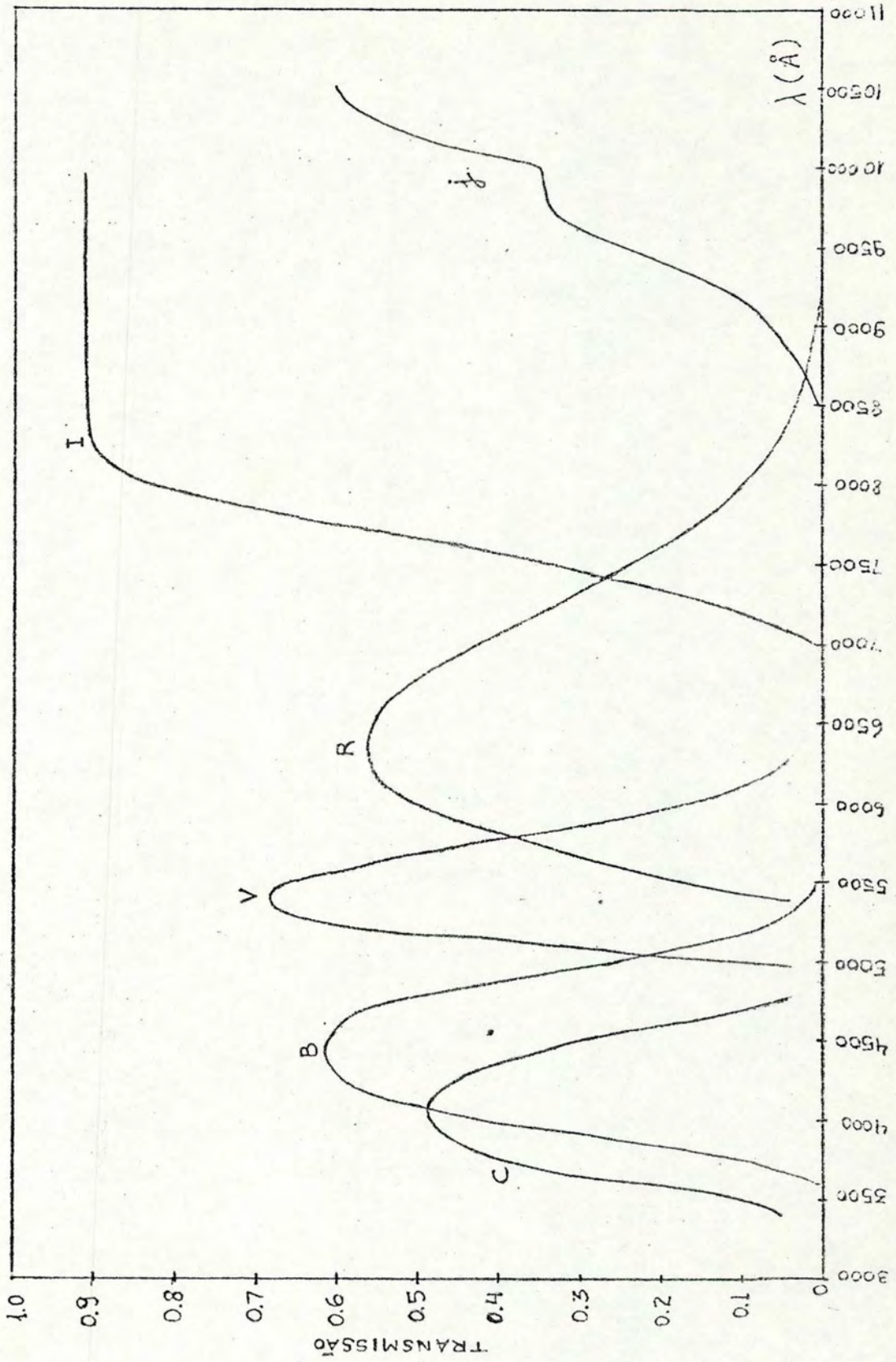


Figura 4 - Curvas de transmissão dos filtros.

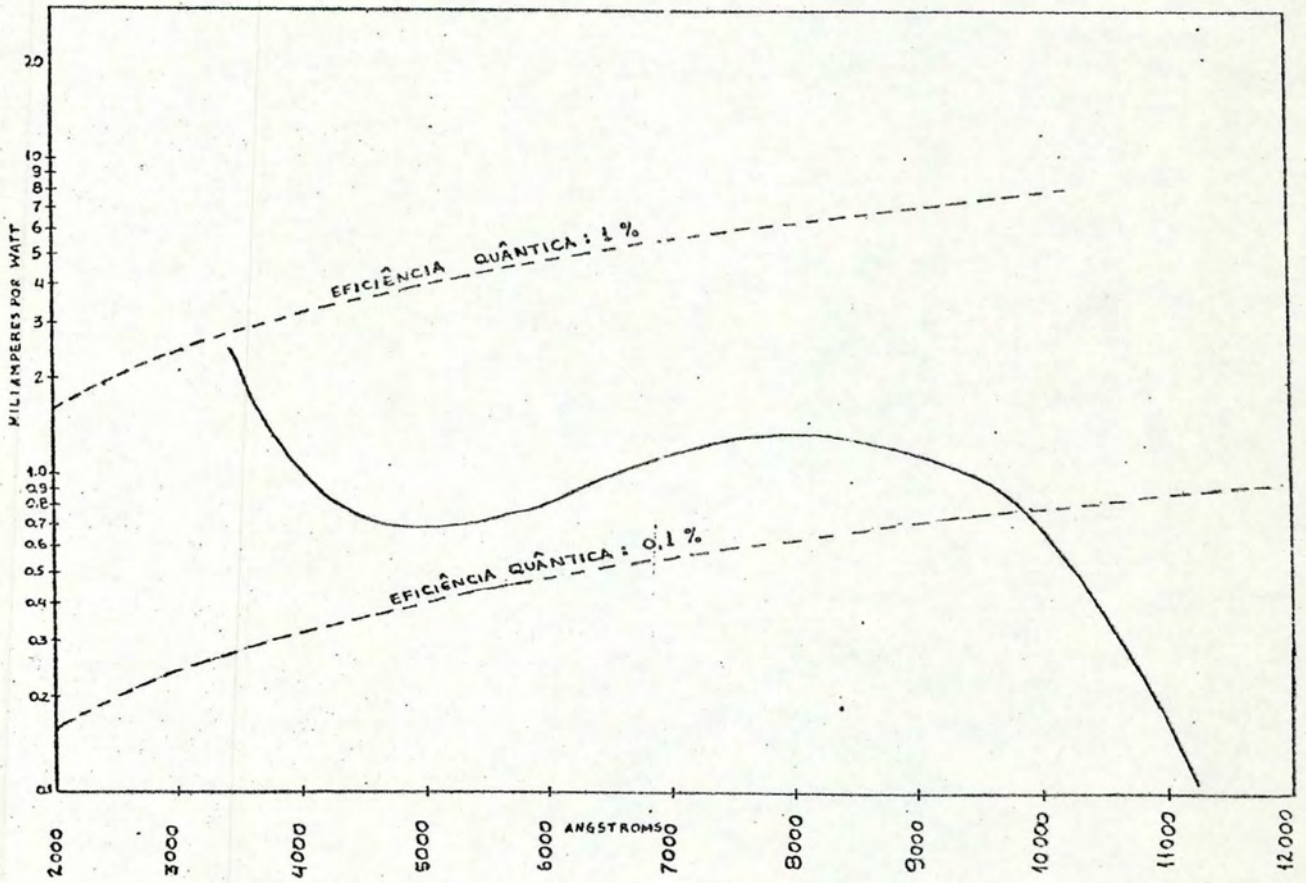


Figura 5 - Resposta da fotomultiplicadora S-1.

APÊNDICE II

NOÇÕES BÁSICAS DE FOTOMETRIA

Definir-se-ã, aqui, algumas quantidades básicas, que podem ser pouco ou nada conhecidas pelos não "especialistas" em Astronomia e Astrofísica.

A primeira destas quantidades é a magnitude de uma estrela, que será introduzida através da expressão da diferença entre as magnitudes aparentes de duas estrelas, 1 e 2, observada na Terra:

$$(m_1 - m_2)_o = -2,5 \log \frac{\int_{\lambda_a}^{\lambda_b} E_1(\lambda) S(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_a}^{\lambda_b} E_2(\lambda) S(\lambda) d\lambda}$$

onde:

1º) O subscrito "o" indica que este valor é o obtido fora da atmosfera. Quando se obtêm magnitudes a partir da superfície da Terra, o que se faz é aplicar um método de redução que "desconta" o efeito da atmosfera terrestre;

$$2º) E(\lambda) = \frac{4\pi R_*^2 F(\lambda)}{4\pi d^2} T_i(\lambda, d) = \frac{(2R_*)^2}{4d^2} F(\lambda) T_i(\lambda, d) = \frac{\alpha^2}{4} F(\lambda) T_i(\lambda, d)$$

onde:

- R_* é o raio da estrela, que é considerada esférica, emitindo radiação isotropicamente;
- $F(\lambda)$ é o fluxo luminoso na superfície da estrela, por unidade de comprimento de onda λ (fluxo = energia por unidade de área e tempo);

- d é a distância da Terra à estrela;
- $T_i(\lambda, d)$ é a fração da radiação transmitida pelo espaço interestelar (pois a matéria interestelar absorve parte da radiação que é emitida pela estrela);
- α é o diâmetro angular aparente da estrela.

39) $S(\lambda) = T_t(\lambda)T_f(\lambda)r(\lambda)$, que é a resposta de um sistema fotométrico constituído de:

- um telescópio t , com um sistema ótico que transmite uma fração $T_t(\lambda)$ da radiação;
- um filtro colocado na frente do receptor que transmite uma fração $T_f(\lambda)$ da radiação estelar;
- um receptor com resposta $r(\lambda)$ (que é, por exemplo, uma fotomultiplicadora).

40) λ_a e λ_b são os limites de integração, onde $\lambda_b > \lambda_a$ são definidos por:

$$\left. \begin{array}{l} \lambda \geq \lambda_b \\ \lambda \leq \lambda_a \end{array} \right\} \rightarrow T_t \cdot T_f \cdot r \equiv 0$$

Para se ter condições ideais de reprodução do sistema, deve-se procurar obter a situação em que, para $\lambda \geq \lambda_b$ e $\lambda \leq \lambda_a$ tem-se $T_f \equiv 0$, ou seja, λ_a e λ_b são determinados somente pelos filtros usados.

A quantidade $m_1 - m_2$ é, resumindo, a resposta de um sistema constituído por telescópio, filtros e receptor à radiação estelar que chega até nós, num intervalo escolhido de comprimentos de onda.

Para se determinar a magnitude de qualquer estrela a partir da expressão para $m_1 - m_2$ acima, usa-se um conjunto de estrelas, chamadas de estrelas padrão, que têm magnitudes bem deter

minadas, com as quais se calibra o sistema.

Uma outra definição básica, análoga à definição de diferença de magnitudes, é a do índice de cor, que consiste na diferença entre as magnitudes de uma mesma estrela medidas em dois intervalos espectrais:

$$C_{AB} = m_A - m_B = -2,5 \log \frac{\int_A E(\lambda) S_A(\lambda) d\lambda}{\int_B E(\lambda) S_B(\lambda) d\lambda}$$

onde S_A e S_B são as respostas do sistema em dois diferentes intervalos do espectro estelar. Convencionalmente, o índice de cor é determinado tomando a diferença entre a magnitude no intervalo correspondente a λ menor e a magnitude no intervalo correspondente a λ maior.

Se $\lambda_b - \lambda_a$ for muito pequeno, a medida torna-se quase monocromática, e o índice de cor dá um ponto da função $E(\lambda)$ em relação a outro. Quanto maior $\lambda_b - \lambda_a$, mais difícil é obter informação sobre $E(\lambda)$. Neste caso (que corresponde à chamada fotometria de banda larga), o objetivo da fotometria é obter uma série de parâmetros (índices de cor, combinações de índices) que se relacionem com os parâmetros físicos que determinam $E(\lambda)$, de acordo com a teoria de atmosferas estelares.

Os métodos fotométricos são particularmente úteis no estudo de estrelas que são muito fracas, ou quando seu brilho varia muito rapidamente; ou ainda quando o número de estrelas é muito grande para que sejam estudadas espectroscopicamente, uma a uma, num tempo de observação relativamente curto, e com a pre-

cisão necessária para demonstrar o efeito desejado. Por exemplo, querendo saber qual \bar{e} , aproximadamente, a abundância metálica de um grupo de estrelas, ao invés de se analisar o espectro de cada estrela, pode-se medir, simplesmente, um índice de cor ou uma combinação de índices que esteja relacionada com a abundância através de uma expressão conhecida.

Para a obtenção das relações entre os índices de cor ou combinações de índices e os parâmetros físicos que descrevem $E(\lambda)$, \bar{e} preciso fazer uma calibração destas relações através da obtenção dos índices para estrelas com $E(\lambda)$ bem determinado (e, conseqüentemente, com os parâmetros físicos que descrevem $E(\lambda)$ bem determinados, de acordo com a teoria de atmosferas estelares).

O presente trabalho procura justamente obter uma tal calibração para o sistema fotométrico CBVRIj, descrito na Introdução e no Apêndice I. Foram, para isto, utilizadas observações de 327 estrelas, na sua maioria gigantes (que são estrelas de gravidade superficial baixa) de tipos espectrais G e K (que são estrelas relativamente frias, cuja temperatura efetiva ou de corpo negro fica entre 4000 e 5000°K).

Uma outra quantidade utilizada neste trabalho \bar{e} o excesso de cor. O excesso de cor de um índice fotométrico de uma dada estrela \bar{e} a diferença entre o índice de cor medido e o índice de cor intrínseco desta estrela. Por exemplo, o excesso de cor para o índice B-V \bar{e} :

$$E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_o$$

onde: (B-V): índice de cor medido

$(B-V)_o$: índice de cor intrínseco

O índice de cor intrínseco de uma estrela é o medido para estrelas normais de seu tipo não afetadas por extinção interestelar. A matéria interestelar absorve e espalha parte da luz proveniente das estrelas, e o faz seletivamente: comprimentos de onda menores são mais absorvidos e espalhados do que os maiores. Como o resultado líquido deste efeito é reduzir mais o fluxo luminoso na zona azul do espectro, ele é chamado de avermelhamento interestelar.

Analogamente ao excesso E_{B-V} , são definidos os excessos para os outros índices de cor: E_{C-B} , E_{V-I} , etc.

A extinção interestelar é tal que a absorção na banda visual (A_V) relaciona-se com E_{B-V} através de:

$$A_V = V - V_0 = R E_{B-V}$$

onde: V = magnitude visual observada; V_0 = magnitude visual intrínseca; e o valor médio de R para várias direções na Galáxia é aproximadamente 3 (Schultz e Wiemer, 1975).

Mais informações sobre fotometria podem ser encontradas, por exemplo, em Golay (1974).

APÊNDICE III

AVERMELHAMENTO INTERESTELAR

Usar-se-ã aqui a curva de avermelhamento de Schultz e Wiemer (1975), que obtiveram uma constante de avermelhamento:

$$R = \frac{A_V}{E_{B-V}} = 3,14 \pm 0,10$$

Usou-se um λ^{-1} efetivo para cada banda, que jã foi utilizado na seção III.2:

$$\left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = \frac{\int S\left(\frac{1}{\lambda}\right) B\left(\frac{1}{\lambda}\right) \frac{1}{\lambda} d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}{\int S\left(\frac{1}{\lambda}\right) B\left(\frac{1}{\lambda}\right) d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}$$

onde: $S(\lambda)$ = transmissão de uma atmosfera padrão \times transmissão do filtro \times resposta da fotomultiplicadora; $B\left(\frac{1}{\lambda}\right)$ = distribuição espectral de Planck: $B_\nu(T)$, para $T = 4500^\circ\text{K}$ (aproximou-se as estrelas por corpos negros de $T = 4500^\circ\text{K}$).

Resultou:

$$\text{Banda C: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 2,44 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda B: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 2,24 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda V: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 1,81 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda R: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 1,48 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda I: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 1,15 \mu^{-1}$$

$$\text{Banda j: } \left(\frac{1}{\lambda}\right)_{ef} = 1,00 \mu^{-1}$$

Atravês da curva de avermelhamento citada acima, obtem-

-se:

$$\frac{E_{C-B}}{E_{V-I}} = 0,18 ;$$

$$\frac{E_{B-V}}{E_{V-I}} = 0,53 ;$$

$$\frac{E_{V-R}}{E_{V-I}} = 0,47 ;$$

$$\frac{E_{V-I}}{E_{B-V}} = 1,89 ;$$

$$\frac{E_{VT1}}{E_{V-I}} = 1,00 ;$$

$$\frac{E_{VT2}}{E_{V-I}} = -0,54 ;$$

$$\frac{E_{VT3}}{E_{V-I}} = 0,18 ;$$

$$\frac{E_{I-j}}{E_{V-I}} = 0,18 .$$

T A B E L A S

Tabela I - Índices fotométricos das estrelas observadas.

Número HD	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
26	0.442	1.064	0.498	0.896	0.192
28	0.521	1.044	0.553	0.998	0.207
87	0.414	0.901	0.467	0.845	0.181
249	0.493	1.018	0.546	0.990	0.201
417	0.487	0.965	0.533	0.954	0.202
448	0.527	1.064	0.529	0.957	0.204
787	0.808	1.487	0.850	1.522	0.335
1522	0.664	1.201	0.603	1.079	0.234
1563	0.505	0.996	0.526	0.933	0.191
1635	0.769	1.326	0.709	1.262	0.275
2151	0.191	0.625	0.346	0.636	0.108
2910	0.560	1.076	0.554	0.983	0.216
3457	0.716	1.349	0.750	1.340	0.290
3512	0.714	1.294	0.685	1.230	0.273
4128	0.498	1.025	0.525	0.940	0.209
4188	0.524	1.013	0.527	0.946	0.192
4502	0.560	1.112	0.593	1.070	0.223
4656	0.860	1.493	0.838	1.516	0.318
5394	0.857	1.518	0.842	1.520	0.324
5437	0.844	1.503	0.849	1.515	0.334
5516	0.463	0.956	0.483	0.872	0.186
6186	0.442	0.963	0.517	0.935	0.194
6203	0.567	1.118	0.598	1.072	0.237
6254	0.436	0.975	0.540	0.979	0.188
6805	0.621	1.148	0.594	1.058	0.233
7087	0.518	1.029	0.509	0.930	0.201
7147	0.786	1.414	0.765	1.355	0.288
8512	0.532	1.056	0.555	0.999	0.206
8705	0.655	1.224	0.660	1.179	0.250
8949	0.610	1.091	0.574	1.011	0.214
9138	0.766	1.380	0.756	1.358	0.284
9270	0.447	0.978	0.489	0.882	0.187
9856	0.664	1.237	0.640	1.147	0.248
10380	0.729	1.368	0.736	1.312	0.275
10700	0.253	0.727	0.415	0.757	0.142
10761	0.457	0.958	0.487	0.880	0.178
10924	0.870	1.531	0.862	1.517	0.301
11353	0.602	1.116	0.564	1.017	0.222
11559	0.450	0.947	0.489	0.878	0.178
11909	0.434	0.932	0.499	0.904	0.187
14728	0.674	1.226	0.641	1.137	0.254
15152	0.878	1.464	0.778	1.408	0.319
15596	0.404	0.930	0.520	0.950	0.209
15694	0.702	1.280	0.664	1.181	0.248
16060	0.528	1.045	0.554	0.995	0.211
16074	0.781	1.385	0.741	1.306	0.285
17017	0.607	1.126	0.584	1.041	0.225
17925	0.398	0.866	0.484	0.848	0.160
19787	0.529	1.030	0.524	0.934	0.175
20559	0.494	1.029	0.555	1.000	0.211
20630	0.228	0.680	0.365	0.661	0.104
20893	0.666	1.249	0.646	1.148	0.252
21754	0.569	1.105	0.554	0.992	0.214
23183	0.484	0.997	0.527	0.955	0.204
23249	0.433	0.927	0.494	0.873	0.167
23413	0.814	1.409	0.773	1.371	0.290
23841	0.623	1.248	0.685	1.246	0.282
23887	0.550	1.243	0.638	1.134	0.248
24570	0.504	1.017	0.542	0.951	0.194
25604	0.550	1.062	0.540	0.968	0.195
26965	0.349	0.810	0.468	0.835	0.154

Continua

Número HD	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
27256	0.414	0.910	0.460	0.832	0.161
27370	0.523	1.123	0.619	1.121	0.243
27371	0.478	0.980	0.486	0.876	0.179
27372	0.509	0.994	0.523	0.948	0.186
27611	0.764	1.277	0.725	1.281	0.267
27697	0.492	0.974	0.492	0.871	0.169
28068	0.253	0.648	0.354	0.635	0.087
28099	0.287	0.660	0.357	0.640	0.110
28100	0.451	0.987	0.497	0.907	0.180
28292	0.582	1.150	0.585	1.051	0.220
28305	0.514	1.004	0.498	0.894	0.173
28307	0.463	0.964	0.478	0.868	0.165
28344	0.228	0.518	0.329	0.618	0.095
28424	0.626	1.227	0.695	1.267	0.254
29038	0.533	1.227	0.634	1.134	0.223
29063	0.783	1.379	0.735	1.322	0.295
29065	0.814	1.460	0.799	1.423	0.298
29139	0.859	1.562	0.887	1.573	0.370
30197	0.645	1.224	0.610	1.083	0.233
30455	0.203	0.617	0.357	0.646	0.112
30814	0.481	0.990	0.510	0.917	0.191
31139	0.886	1.626	1.043	1.945	0.388
31296	0.648	1.198	0.620	1.127	0.230
103095	0.302	0.792	0.440	0.829	0.162
103484	0.435	0.931	0.496	0.892	0.194
104979	0.462	0.974	0.511	0.914	0.190
106057	0.465	0.958	0.504	0.904	0.191
107328	0.519	1.166	0.627	1.135	0.236
107418	0.537	1.029	0.543	0.975	0.204
109272	0.370	0.860	0.467	0.838	0.163
109519	0.655	1.245	0.656	1.172	0.268
109742	0.792	1.432	0.775	1.374	0.304
110014	0.683	1.237	0.609	1.087	0.233
110646	0.383	0.858	0.478	0.869	0.172
110829	0.531	1.062	0.543	0.967	0.207
111028	0.487	0.986	0.527	0.948	0.195
111067	0.764	1.310	0.722	1.279	0.279
112985	0.633	1.188	0.619	1.105	0.229
112992	0.580	1.124	0.572	1.117	0.229
113095	0.477	0.976	0.497	0.902	0.189
114038	0.580	1.131	0.584	1.036	0.226
114113	0.604	1.185	0.606	1.092	0.243
114256	0.522	1.022	0.533	0.953	0.210
114326	0.790	1.469	0.800	1.453	0.325
114780	0.810	1.518	0.892	1.646	0.352
114946	0.345	0.867	0.471	0.849	0.186
114960	0.810	1.407	0.767	1.359	0.295
115202	0.497	1.023	0.534	0.955	0.208
115478	0.725	1.314	0.692	1.233	0.263
115659	0.408	0.914	0.467	0.843	0.171
116365	0.767	1.464	0.759	1.367	0.308
116713	0.608	1.170	0.538	0.991	0.236
116976	0.565	1.093	0.537	0.960	0.218
117304	0.535	1.058	0.550	1.000	0.224
117405	0.426	0.960	0.508	0.941	0.182
117789	0.605	1.233	0.643	1.160	0.265
117818	0.440	0.986	0.496	0.924	0.191
118219	0.452	0.960	0.502	0.915	0.191
118266	0.536	1.067	0.534	0.974	0.211
119126	0.510	1.008	0.525	0.951	0.211
119461	0.685	1.281	0.673	1.200	0.256

Continua

Número HD	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
120452	0.503	1.055	0.524	0.954	0.212
120477	0.812	1.545	0.863	1.577	0.325
121299	0.570	1.073	0.554	0.981	0.214
122563	0.306	0.937	0.555	1.031	0.222
125454	0.494	1.017	0.537	0.964	0.212
125560	0.667	1.243	0.623	1.105	0.242
125932	0.733	1.302	0.702	1.248	0.269
126927	0.788	1.495	0.818	1.469	0.331
128750	0.573	1.097	0.588	1.057	0.227
129336	0.446	0.930	0.495	0.900	0.195
129972	0.500	0.972	0.489	0.889	0.177
130694	0.704	1.389	0.760	1.374	0.308
130952	0.458	0.998	0.515	0.950	0.208
131156	0.264	0.760	0.401	0.739	0.145
131913	0.786	1.472	0.795	1.420	0.331
132132	0.582	1.133	0.574	1.034	0.227
132345	0.638	1.298	0.626	1.118	0.255
133165	0.510	1.033	0.555	1.003	0.215
133774	0.891	1.588	0.872	1.568	0.343
135482	0.525	1.036	0.584	1.065	0.254
136133	0.441	0.976	0.515	0.935	0.208
137709	0.938	1.746	0.943	1.690	0.377
137744	0.834	1.546	0.854	1.534	0.341
138562	0.569	1.082	0.552	1.002	0.213
138905	0.459	1.095	0.531	0.970	0.214
139074	0.473	0.973	0.499	0.919	0.194
139195	0.448	0.945	0.471	0.860	0.185
139663	0.710	1.323	0.661	1.194	0.282
140027	0.412	0.919	0.469	0.863	0.189
140301	0.555	1.098	0.581	1.057	0.240
140573	0.617	1.168	0.584	1.036	0.239
141353	0.674	1.290	0.701	1.241	0.269
141680	0.482	1.024	0.533	0.975	0.210
142198	0.470	1.029	0.532	0.965	0.219
143553	0.487	1.021	0.532	0.974	0.204
142980	0.617	1.131	0.591	1.058	0.232
143666	0.503	1.021	0.520	0.942	0.189
144889	0.773	1.386	0.759	1.370	0.283
145001	0.421	0.943	0.493	0.884	0.169
145085	0.808	1.486	0.812	1.453	0.309
145206	0.761	1.465	0.810	1.465	0.336
145544	0.534	1.109	0.546	0.986	0.225
145892	0.806	1.462	0.798	1.418	0.311
145897	0.765	1.389	0.740	1.324	0.329
146084	0.608	1.150	0.600	1.073	0.215
146143	0.314	0.811	0.439	0.844	0.207
146388	0.600	1.125	0.563	1.009	0.216
146791	0.454	0.975	0.510	0.919	0.185
147266	0.444	0.949	0.499	0.908	0.177
147700	0.493	1.019	0.518	0.939	0.203
148513	0.795	1.469	0.781	1.406	0.313
148786	0.430	0.933	0.470	0.841	0.180
148856	0.430	0.949	0.478	0.863	0.175
152601	0.571	1.080	0.568	1.010	0.215
152815	0.450	0.987	0.506	0.920	0.192
152879	0.814	1.419	0.775	1.381	0.293
153210	0.605	1.152	0.591	1.049	0.220
153687	0.819	1.492	0.800	1.439	0.323
154278	-0.016	0.013	-0.035	-0.024	-0.019
154733	0.714	1.305	0.695	1.238	0.270
155603	1.242	2.333	1.296	2.294	0.550

Continua

Número HD	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
156266	0.590	1.145	0.588	1.048	0.228
156284	0.751	1.332	0.690	1.230	0.260
156681	0.840	1.533	0.849	1.524	0.332
157244	0.784	1.467	0.725	1.287	0.310
157999	0.809	1.493	0.776	1.388	0.319
159353	0.481	1.021	0.510	0.933	0.198
160315	0.510	1.011	0.548	0.987	0.202
161074	0.768	1.459	0.809	1.455	0.317
161096	0.619	1.169	0.591	1.050	0.229
162076	0.424	0.962	0.495	0.886	0.182
162211	0.569	1.156	0.596	1.063	0.225
163532	0.606	1.167	0.610	1.109	0.247
163547	0.624	1.268	0.648	1.157	0.261
163917	0.478	0.997	0.503	0.900	0.192
164349	0.640	1.246	0.617	1.112	0.259
165195	0.534	1.333	0.776	1.423	0.306
165438	0.463	0.974	0.517	0.924	0.197
165687	0.551	1.116	0.584	1.049	0.233
165760	0.462	0.957	0.492	0.887	0.180
165848	0.538	1.130	0.588	1.061	0.231
166460	0.663	1.195	0.628	1.125	0.247
167193	0.819	1.472	0.815	1.449	0.313
168387	0.583	1.087	0.578	1.031	0.228
168415	0.803	1.470	0.799	1.444	0.330
168656	0.422	0.899	0.465	0.846	0.178
168723	0.429	0.936	0.504	0.917	0.188
169156	0.439	0.959	0.493	0.894	0.193
169191	0.679	1.278	0.659	1.167	0.279
169414	0.610	1.182	0.622	1.111	0.238
169420	0.567	1.325	0.783	1.443	0.351
170474	0.468	0.947	0.498	0.894	0.190
170820	0.743	1.581	0.904	1.654	0.395
170886	0.649	1.407	0.794	1.450	0.322
171391	0.405	0.921	0.484	0.870	0.180
171443	0.720	1.323	0.699	1.239	0.274
171745	0.496	1.008	0.525	0.945	0.177
173780	0.639	1.196	0.632	1.125	0.244
173919	0.739	1.469	0.794	1.440	0.306
174487	0.725	1.331	0.701	1.232	0.264
175515	0.504	1.045	0.553	1.002	0.207
175674	0.702	1.306	0.657	1.180	0.278
175743	0.569	1.098	0.575	1.023	0.209
175751	0.530	1.066	0.555	0.995	0.215
176411	0.539	1.075	0.533	0.971	0.210
176527	0.683	1.238	0.667	1.186	0.253
176678	0.561	1.101	0.570	1.015	0.216
176704	0.647	1.226	0.616	1.094	0.246
177389	0.419	0.903	0.474	0.857	0.173
177463	0.583	1.131	0.617	1.110	0.248
178637	0.647	1.164	0.589	1.056	0.229
178717	1.016	1.848	0.963	1.727	0.400
179497	0.770	1.451	0.802	1.436	0.326
180262	0.517	1.064	0.541	0.979	0.225
180352	0.524	1.069	0.572	1.024	0.229
180540	0.495	1.013	0.522	0.942	0.201
180972	0.559	1.150	0.587	1.058	0.240
181098	0.570	1.101	0.567	1.026	0.223
181391	0.415	0.945	0.508	0.918	0.185
182293	0.598	1.179	0.619	1.098	0.235
182762	0.486	1.015	0.519	0.942	0.193
183491	0.507	1.030	0.513	0.934	0.196

Continua

Número HD	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
183492	0.538	1.054	0.544	0.968	0.205
183912	0.479	1.163	0.660	1.181	0.275
184406	0.641	1.190	0.617	1.095	0.231
185622	1.050	2.105	1.182	2.144	0.475
185644	0.511	1.114	0.575	1.029	0.227
185958	0.520	1.042	0.519	0.926	0.201
186486	0.439	0.962	0.489	0.881	0.173
186648	0.507	1.068	0.536	0.967	0.215
186791	0.867	1.510	0.778	1.378	0.312
187193	0.496	1.021	0.519	0.945	0.192
187923	0.216	0.649	0.367	0.658	0.116
188310	0.519	1.046	0.551	0.989	0.206
188512	0.358	0.866	0.472	0.852	0.170
190211	0.810	1.386	0.752	1.321	0.280
190299	0.700	1.305	0.725	1.314	0.291
190327	0.534	1.062	0.545	0.989	0.221
190404	0.354	0.837	0.480	0.868	0.164
190608	0.533	1.047	0.571	1.006	0.215
191067	0.506	1.025	0.543	0.970	0.216
191615	0.465	1.037	0.536	0.972	0.201
192107	0.721	1.445	0.847	1.534	0.349
192944	0.447	0.964	0.497	0.884	0.183
192947	0.437	0.947	0.487	0.868	0.175
193579	0.856	1.522	0.850	1.534	0.321
194013	0.477	0.981	0.505	0.907	0.195
194577	0.450	0.936	0.490	0.872	0.182
195135	0.650	1.152	0.589	1.042	0.228
196321	0.914	1.597	0.891	1.590	0.350
196348	0.692	1.266	0.684	1.227	0.271
196574	0.435	0.937	0.482	0.867	0.175
196758	0.547	1.062	0.535	0.961	0.202
197752	0.632	1.195	0.609	1.090	0.232
199253	0.599	1.118	0.578	1.040	0.224
199442	0.680	1.223	0.611	1.094	0.246
199697	0.804	1.424	0.761	1.348	0.298
201381	0.448	0.938	0.492	0.877	0.174
201626	0.507	1.101	0.552	0.987	0.208
201901	0.817	1.435	0.770	1.369	0.307
203344	0.559	1.079	0.549	0.993	0.208
203387	0.399	0.903	0.469	0.843	0.171
203504	0.578	1.109	0.564	1.014	0.222
203926	0.824	1.458	0.790	1.409	0.302
204075	0.462	0.994	0.470	0.818	0.153
206453	0.393	0.876	0.476	0.862	0.175
207134	0.660	1.202	0.634	1.126	0.237
208111	0.636	1.186	0.588	1.056	0.240
208202	0.468	0.944	0.480	0.865	0.173
209128	0.696	1.276	0.659	1.182	0.258
209167	0.805	1.444	0.774	1.378	0.304
209747	0.832	1.447	0.783	1.396	0.297
210434	0.475	0.973	0.499	0.896	0.190
211391	0.486	0.980	0.497	0.885	0.187
211594	0.629	1.130	0.519	0.943	0.217
212943	0.516	1.065	0.564	1.019	0.214
213893	0.870	1.544	0.924	1.689	0.356
214376	0.607	1.142	0.568	1.017	0.224
214690	0.706	1.293	0.713	1.265	0.287

Continua

Número HD	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
215167	0.767	1.366	0.735	1.302	0.285
215665	0.558	1.069	0.527	0.952	0.199
215721	0.431	0.929	0.507	0.913	0.188
215726	0.419	0.934	0.511	0.919	0.191
216131	0.445	0.933	0.491	0.881	0.170
217264	0.480	0.995	0.488	0.884	0.188
217459	0.745	1.364	0.718	1.273	0.289
217531	0.805	1.422	0.770	1.368	0.290
218356	0.672	1.308	0.700	1.241	0.260
218935	0.472	0.948	0.502	0.917	0.183
219409	0.533	1.055	0.559	1.003	0.223
219449	0.566	1.093	0.560	1.012	0.224
219615	0.412	0.918	0.502	0.923	0.191
220009	0.532	1.206	0.681	1.232	0.265
220321	0.560	1.087	0.584	1.052	0.233
220704	0.840	1.468	0.813	1.447	0.318
220954	0.557	1.067	0.543	0.974	0.203
221115	0.443	0.938	0.482	0.868	0.171
221148	0.615	1.125	0.567	0.995	0.219
222455	0.637	1.173	0.625	1.103	0.240
222842	0.451	0.941	0.495	0.898	0.159
223252	0.438	0.934	0.484	0.872	0.181
223859	0.480	0.990	0.510	0.921	0.191
224533	0.444	0.926	0.483	0.870	0.174
224930	0.186	0.695	0.417	0.776	0.142
225276	0.795	1.383	0.735	1.307	0.290

Tabela II

1ª Parte: Estrelas com Parâmetros Físicos obtidos da Análise de Espectros de Alta Dispersão ($\leq 20 \text{ \AA/mm}$)

Nº HD	T. Esp.	(θ ; $\log g$; $[\text{Fe}/\text{H}]$)	Ref.
26	G4Vp	(-; -; -0,66)	1
2151	G2IV	(0,88; 3,8; -0,31)	1
10380	K3III	(1,26; 1,5; -0,22)	1
10700	G8Vp	(0,94; 4,5; -0,31)	1
11909	K1p	(-; 2,4; -0,35)	1
20630	G5V	(0,89; 4,4; 0,23)	1
23249	K0IV	(1,02; 3,5; -0,12)	1
26965	K1V	(-; -; -0,09)	1
27371	K0III	(1,01; 2,6; 0,02)	2
27697	K0III	(1,00; 2,7; 0,01)	2
28068	G1V	(0,87; 4,4; 0,06)	2
28099	G8V	(-; -; 0,12)	2
28305	K0III	(1,03; 2,8; 0,13)	1,2
28307	K0III	(1,03; 2,7; 0,09)	2
28344	G2V	(0,87; 4,5; 0,11)	2
29139	K5III	(1,32; 1,2; -0,07)	1
30455	G2V	(-; -; -0,17)	1
103095	G8Vp	(0,98; 4,4; -1,25)	1
104979	G8III	(1,05; 2,6; -0,49)	1
107328	K1III	(1,14; 2,0; -0,40)	1
116713	gK1p	(1,06; -; -0,02)	1
122563	F8IV	(1,13; 1,1; -2,7)	1
130694	gK4	(-; -; -0,44)	1
130952	G8	(1,03; 2,7; -0,21)	1
131156	G8V	(0,92; 4,4; -0,13)	1
132345	G8V	(1,15; 2,3; -0,02)	1
138905	G8III-IV	(1,08; 2,9; -0,48)	1
139195	K0p	(-; 2,7; -0,12)	1
140573	K2III	(1,19; 2,5; 0,17)	1
142198	K0III-IV	(1,06; 2,9; -0,23)	1

Continua

Nº HD	T. Esp.	(θ ; log g; [Fe/H])	Ref.
145544	G5I6	(1,01; 1,50; 0,19)	9
148856	G8III	(-; -; -0,03)	1
153210	K2III	(1,10; 2,3; 0,0)	1
154733	K4III	(-; -; 0,0)	1
157244	K3I6	(1,10; 1,30; 0,46)	9
157999	K3II	(-; -; 0,01)	1
162211	K2III	(1,10; 2,8; 0,07)	1
165195	K3p	(1,22; -; -2,7)	1
165760	G8III-IV	(1,03; 2,9; -0,20)	1
168723	K0III-IV	(1,03; 3,1; -0,30)	1
169414	K2III	(1,11; 2,6; -0,37)	1
170820	G6III	(1,07; -; -0,06)	2
170886	G3II	(1,03; -; -0,61)	2
171443	K2III	(-; -; 0,00)	1
173780	K3III	(-; -; 0,00)	1
175674	K3III	(-; -; 0,40)	1
178717	Kp	(-; -; 0,28)	1
180262	G8II-III	(1,17; -; 0,23)	1
184406	K3III	(1,07; 2,4; 0,28)	1
186791	K3II	(-; -; 0,0)	1
187923	G0V	(-; -; 0,06)	1
188512	G8IV	(0,98; 3,6; -0,20)	2
190404	K1V	(1,00; 4,5; -0,18)	2
192947	G9III	(1,01; 3,3; 0,14)	2
201626	G9p	(-; -; -1,44)	2
204075	Gp	(-; -; 0,33)	2
211391	G8III-IV	(1,02; 2,8; -0,06)	2
211594	K0p	(-; -; 0,13)	2
218356	K0Ibp	(1,13; 1,75; 0,26)	8
219615	G7III	(0,81; 3,75; -0,15)	2
221148	K3III	(1,07; 2,6; 0,07)	2
224930	G2V	(0,97; 4,35; -0,8)	2,11

2.^a Parte: Estrelas com Parâmetros Físicos obtidos por Outros Métodos

Nº HD	T. Esp.	(θ ; $\log g$; [Fe/H])	Ref.
6254	G0IV	(-; -; -0,85)	7
15596	K0III	(-; -; -0,75)	7
17925	K2V	(-; -; -0,4)	3
27370	-	(-; -; -0,85)	7
28424	-	(-; -; -0,6)	7
129972	K0III	(1,04; -; -0,12)	6
133165	K0III	(1,09; -; -0,38)	6
140027	G5III	(1,01; -; -0,21)	6
145001	G8III	(1,02; -; -0,18)	6
161096	K2III	(1,10; 2,3; 0,19)	4,5
163917	G9III	(1,03; 2,5; -0,03)	5
182762	K0III	(-; -; -0,20)	10
214690	K3III	(-; -; -0,5)	7
216131	G8III	(1,02; -; 0,05)	4
221115	G8III	(1,04; -; -0,12)	6

Referências da Tabela II

- 1) Versão atualizada da tabela de Morel et al. 1976 (ref. 2), obtida do Stellar Data Center de Strasbourg.
- 2) MOREL, M. et al. 1976, IAU Symp. nº 72, p.223.
- 3) EGGEN, O.J. 1978, Astrophys. J., 222, 191.
- 4) CAMPBELL, B. 1978, Astron. J., 83, 1430.
- 5) ERIKSSON, K. e TOFT, S.C. 1979, Astron. Astrophys., 71, 178.
- 6) DA SILVA, L. e GRENIER, S. 1977, Astron. Astrophys. Suppl. 29, 195.
- 7) EGGEN, O.J. 1979, Astrophys. J., 229, 158.
- 8) LUCK, R.E. 1977, Astrophys. J., 212, 743.
- 9) LUCK, R.E. 1979, Astrophys. J., 232, 797.
- 10) CHRISTENSEN, C.G. 1978, Astron. J., 83, 244.
- 11) CLEGG, R. 1977, Monthly Notices Roy. Astron. Soc., 181, 1.

Tabela III - Parâmetros obtidos da análise de componentes para 150 estrelas com V-I entre 1,000 e 1,500.

Número HD	V-I	VT1	VT2	VT3
125927	1.469	2.195	-0.436	-0.073
145206	1.465	2.159	-0.452	-0.063
161074	1.455	2.154	-0.440	-0.061
145085	1.453	2.191	-0.417	-0.067
114326	1.453	2.177	-0.423	-0.061
170886	1.450	2.055	-0.525	-0.071
167193	1.449	2.185	-0.393	-0.054
220704	1.447	2.193	-0.381	-0.044
168415	1.444	2.173	-0.407	-0.061
169420	1.443	1.955	-0.578	-0.044
173819	1.440	2.137	-0.453	-0.088
153687	1.439	2.193	-0.393	-0.074
179497	1.436	2.139	-0.426	-0.064
165195	1.423	1.932	-0.590	-0.074
20065	1.423	2.160	-0.385	-0.060
131918	1.420	2.152	-0.405	-0.082
145892	1.418	2.155	-0.388	-0.067
203926	1.409	2.157	-0.358	-0.062
15152	1.408	2.188	-0.327	-0.046
148513	1.406	2.147	-0.388	-0.083
209747	1.396	2.146	-0.353	-0.057
157999	1.388	2.160	-0.367	-0.105
152879	1.381	2.111	-0.355	-0.050
209167	1.378	2.120	-0.361	-0.075
186791	1.378	2.195	-0.313	-0.101
130694	1.374	2.030	-0.432	-0.075
109742	1.374	2.104	-0.368	-0.073
23413	1.371	2.099	-0.348	-0.048
144889	1.370	2.062	-0.377	-0.047
201901	1.369	2.116	-0.346	-0.068
217531	1.368	2.101	-0.354	-0.063
116365	1.367	2.107	-0.384	-0.110
114960	1.359	2.088	-0.343	-0.054
9138	1.358	2.048	-0.375	-0.051
7147	1.355	2.078	-0.359	-0.071
199697	1.348	2.090	-0.342	-0.075
3457	1.340	1.991	-0.399	-0.057
145897	1.324	2.034	-0.354	-0.076
29063	1.322	2.036	-0.358	-0.063
190211	1.321	2.054	-0.318	-0.058
190299	1.314	1.940	-0.392	-0.043
10380	1.312	1.995	-0.372	-0.081
225276	1.307	2.036	-0.320	-0.069
16074	1.306	2.030	-0.330	-0.076
215167	1.302	2.008	-0.337	-0.069
157244	1.297	2.074	-0.319	-0.147
27611	1.291	1.937	-0.321	-0.013
111067	1.279	1.957	-0.321	-0.040
217459	1.273	1.979	-0.334	-0.091
28424	1.267	1.825	-0.414	-0.037
214690	1.265	1.908	-0.355	-0.057
1635	1.262	1.961	-0.307	-0.059
125932	1.248	1.919	-0.324	-0.062
23841	1.246	1.825	-0.403	-0.065
218355	1.241	1.887	-0.366	-0.094
141353	1.241	1.876	-0.363	-0.079
171443	1.239	1.920	-0.329	-0.087
154733	1.238	1.905	-0.332	-0.077
115478	1.233	1.914	-0.321	-0.082
220009	1.232	1.795	-0.385	-0.036
174487	1.232	1.924	-0.321	-0.095
156284	1.230	1.937	-0.300	-0.087
3512	1.230	1.894	-0.326	-0.072

Continua

Número HD	V-I	VT1	VT2	VT3
196348	1.227	1.862	-0.340	-0.061
119461	1.200	1.853	-0.328	-0.089
139663	1.194	1.890	-0.307	-0.114
176527	1.186	1.817	-0.318	-0.064
209123	1.182	1.846	-0.308	-0.090
183912	1.181	1.659	-0.466	-0.090
15694	1.181	1.851	-0.303	-0.092
175674	1.180	1.867	-0.303	-0.112
8705	1.179	1.789	-0.334	-0.068
109519	1.172	1.799	-0.331	-0.088
169191	1.167	1.830	-0.311	-0.106
117789	1.160	1.758	-0.360	-0.105
163547	1.157	1.789	-0.345	-0.125
20893	1.148	1.794	-0.307	-0.099
9856	1.147	1.784	-0.307	-0.091
14728	1.137	1.777	-0.292	-0.084
107328	1.135	1.708	-0.330	-0.061
29039	1.134	1.781	-0.284	-0.083
23887	1.134	1.774	-0.310	-0.108
31296	1.127	1.740	-0.304	-0.078
207134	1.126	1.748	-0.295	-0.077
173780	1.125	1.733	-0.310	-0.081
166460	1.125	1.744	-0.291	-0.071
27370	1.121	1.623	-0.391	-0.073
132345	1.118	1.794	-0.311	-0.163
112992	1.117	1.551	-0.345	-0.054
164349	1.112	1.759	-0.303	-0.126
169414	1.111	1.701	-0.322	-0.089
177463	1.110	1.653	-0.339	-0.061
163532	1.109	1.688	-0.323	-0.080
125560	1.105	1.756	-0.278	-0.116
112985	1.105	1.713	-0.301	-0.089
222455	1.103	1.704	-0.296	-0.076
182293	1.098	1.685	-0.322	-0.098
184406	1.095	1.707	-0.288	-0.084
199442	1.094	1.754	-0.260	-0.102
176704	1.094	1.739	-0.285	-0.117
114113	1.092	1.689	-0.314	-0.103
197752	1.090	1.709	-0.292	-0.101
110914	1.087	1.761	-0.254	-0.115
30197	1.083	1.730	-0.279	-0.122
1522	1.079	1.723	-0.261	-0.099
146084	1.073	1.658	-0.297	-0.085
6203	1.072	1.615	-0.326	-0.077
4502	1.070	1.606	-0.329	-0.077
135482	1.065	1.569	-0.351	-0.073
162211	1.063	1.636	-0.320	-0.110
165848	1.061	1.602	-0.341	-0.104
180972	1.058	1.624	-0.324	-0.112
142980	1.058	1.642	-0.279	-0.075
6805	1.058	1.655	-0.277	-0.086
140301	1.057	1.588	-0.324	-0.074
128750	1.057	1.590	-0.310	-0.059
208111	1.056	1.686	-0.266	-0.110
178637	1.056	1.678	-0.257	-0.089
220321	1.052	1.580	-0.316	-0.067
28292	1.051	1.632	-0.302	-0.107
161096	1.050	1.663	-0.275	-0.107
165687	1.049	1.593	-0.323	-0.094
153210	1.049	1.644	-0.284	-0.100
156266	1.048	1.632	-0.294	-0.102
195135	1.042	1.564	-0.245	-0.086
17017	1.041	1.624	-0.276	-0.084

Continua

Número HD	V-I	VT1	VT2	VT3
199253	1.040	1.614	-0.281	-0.081
140573	1.036	1.653	-0.267	-0.114
114033	1.036	1.610	-0.293	-0.101
132132	1.034	1.611	-0.290	-0.102
168387	1.031	1.591	-0.285	-0.068
122563	1.031	1.339	-0.437	-0.063
185644	1.029	1.612	-0.264	-0.079
181098	1.026	1.530	-0.293	-0.087
180352	1.024	1.534	-0.324	-0.082
175743	1.023	1.576	-0.291	-0.086
212943	1.019	1.525	-0.327	-0.084
214376	1.017	1.621	-0.261	-0.108
11353	1.017	1.601	-0.263	-0.090
176678	1.015	1.569	-0.292	-0.096
203504	1.014	1.583	-0.279	-0.096
219449	1.012	1.565	-0.286	-0.090
8949	1.011	1.586	-0.252	-0.071
152601	1.010	1.558	-0.280	-0.079
146388	1.009	1.602	-0.260	-0.102
190608	1.006	1.515	-0.305	-0.071
219409	1.003	1.518	-0.303	-0.078
133165	1.003	1.492	-0.320	-0.070
175515	1.002	1.496	-0.324	-0.082
138562	1.002	1.554	-0.277	-0.085

Tabela IV - Índices de cor dos modelos

T/log g/[Fe/H]	C-B	B-V	V-I
4000/0.75/ 0.0	0.841	1.482	0.929
4000/0.75/-0.5	0.737	1.409	0.910
4000/0.75/-1.0	0.690	1.375	0.919
4000/0.75/-2.0	0.676	1.440	0.989
4000/1.50/ 0.0	0.709	1.378	0.910
4000/1.50/-0.5	0.625	1.286	0.834
4000/1.50/-1.0	0.587	1.234	0.878
4000/1.50/-2.0	0.583	1.253	0.906
4000/1.50/-3.0	0.637	1.390	0.991
4000/2.25/ 0.0	0.619	1.303	0.903
4000/2.25/-0.5	0.551	1.213	0.875
4000/2.25/-1.0	0.512	1.150	0.863
4000/2.25/-2.0	0.514	1.134	0.866
4000/2.25/-3.0	0.567	1.261	0.930
4000/3.00/ 0.0	0.560	1.258	0.906
4000/3.00/-0.5	0.511	1.176	0.879
4000/3.00/-1.0	0.479	1.117	0.863
4000/3.00/-2.0	0.486	1.114	0.868
4500/0.75/ 0.0	0.629	1.165	0.656
4500/0.75/-0.5	0.561	1.095	0.639
4500/0.75/-1.0	0.516	1.056	0.642
4500/0.75/-2.0	0.486	1.048	0.677
4500/0.75/-3.0	0.458	1.027	0.693
4500/1.50/ 0.0	0.557	1.087	0.635
4500/1.50/-0.5	0.488	0.997	0.619
4500/1.50/-1.0	0.453	0.950	0.613
4500/1.50/-2.0	0.430	0.937	0.630
4500/1.50/-3.0	0.417	0.940	0.650
4500/2.25/ 0.0	0.508	1.032	0.627
4500/2.25/-0.5	0.444	0.948	0.612
4500/2.25/-1.0	0.409	0.890	0.602
4500/2.25/-2.0	0.399	0.865	0.605
4500/2.25/-3.0	0.388	0.889	0.619
4500/3.00/ 0.0	0.471	0.994	0.621
4500/3.00/-0.5	0.424	0.914	0.606
4500/3.00/-1.0	0.388	0.859	0.599
4500/3.00/-2.0	0.369	0.832	0.594
4500/3.00/-3.0	0.373	0.870	0.619
5000/1.50/ 0.0	0.419	0.824	0.427
5000/1.50/-0.5	0.368	0.752	0.412
5000/1.50/-1.0	0.335	0.703	0.411
5000/1.50/-2.0	0.295	0.645	0.409
5000/1.50/-3.0	0.277	0.610	0.408
5000/2.25/ 0.0	0.389	0.791	0.426
5000/2.25/-0.5	0.341	0.720	0.414
5000/2.25/-1.0	0.312	0.671	0.407
5000/2.25/-2.0	0.276	0.619	0.404
5000/2.25/-3.0	0.258	0.590	0.404
5000/3.00/ 0.0	0.371	0.772	0.427
5000/3.00/-0.5	0.328	0.703	0.415
5000/3.00/-1.0	0.300	0.658	0.407
5000/3.00/-2.0	0.271	0.622	0.402
5000/3.00/-3.0	0.253	0.596	0.404

Tabela V - Parâmetros calculados para os modelos

T/log g/[Fe/H]	VT1	VT2	VT3	Q _C	Q _B
4000/0.75/0.0	1.918	-0.044	-0.325	1.548	0.887
4000/0.75/-0.5	1.802	-0.106	-0.315	1.381	0.821
4000/0.75/-1.0	1.760	-0.146	-0.303	1.292	0.781
4000/0.75/-2.0	1.834	-0.205	-0.322	1.284	0.801
4000/1.50/0.0	1.766	-0.126	-0.303	1.321	0.790
4000/1.50/-0.5	1.649	-0.168	-0.279	1.168	0.714
4000/1.50/-1.0	1.592	-0.190	-0.258	1.023	0.666
4000/1.50/-2.0	1.618	-0.212	-0.259	1.074	0.667
4000/1.50/-3.0	1.782	-0.233	-0.299	1.194	0.749
4000/2.25/0.0	1.668	-0.185	-0.285	1.163	0.719
4000/2.25/-0.5	1.558	-0.214	-0.257	1.028	0.647
4000/2.25/-1.0	1.491	-0.233	-0.231	0.936	0.592
4000/2.25/-2.0	1.483	-0.232	-0.216	0.920	0.574
4000/2.25/-3.0	1.628	-0.240	-0.259	1.046	0.660
4000/3.00/0.0	1.609	-0.230	-0.272	1.056	0.672
4000/3.00/-0.5	1.516	-0.245	-0.243	0.948	0.608
4000/3.00/-1.0	1.452	-0.256	-0.219	0.870	0.559
4000/3.00/-2.0	1.457	-0.254	-0.211	0.870	0.553
4500/0.75/0.0	1.446	-0.010	-0.303	1.242	0.741
4500/0.75/-0.5	1.356	-0.047	-0.285	1.119	0.682
4500/0.75/-1.0	1.309	-0.081	-0.271	1.032	0.641
4500/0.75/-2.0	1.308	-0.126	-0.259	0.965	0.610
4500/0.75/-3.0	1.288	-0.156	-0.246	0.902	0.579
4500/1.50/0.0	1.347	-0.047	-0.282	1.110	0.676
4500/1.50/-0.5	1.243	-0.084	-0.249	0.964	0.597
4500/1.50/-1.0	1.191	-0.104	-0.230	0.888	0.554
4500/1.50/-2.0	1.181	-0.132	-0.221	0.837	0.530
4500/1.50/-3.0	1.187	-0.155	-0.218	0.810	0.520
4500/2.25/0.0	1.281	-0.076	-0.264	1.013	0.627
4500/2.25/-0.5	1.185	-0.110	-0.233	0.877	0.552
4500/2.25/-1.0	1.124	-0.127	-0.208	0.793	0.501
4500/2.25/-2.0	1.099	-0.143	-0.195	0.745	0.474
4500/2.25/-3.0	1.121	-0.154	-0.206	0.756	0.489
4500/3.00/0.0	1.234	-0.098	-0.253	0.943	0.593
4500/3.00/-0.5	1.149	-0.120	-0.218	0.828	0.522
4500/3.00/-1.0	1.091	-0.140	-0.194	0.743	0.472
4500/3.00/-2.0	1.061	-0.150	-0.183	0.702	0.448
4500/3.00/-3.0	1.101	-0.165	-0.198	0.722	0.470
5000/1.50/0.0	0.989	-0.002	-0.243	0.884	0.548
5000/1.50/-0.5	0.907	-0.028	-0.216	0.774	0.486
5000/1.50/-1.0	0.858	-0.050	-0.192	0.692	0.437
5000/1.50/-2.0	0.798	-0.076	-0.165	0.596	0.381
5000/1.50/-3.0	0.766	-0.087	-0.146	0.544	0.346
5000/2.25/0.0	0.951	-0.024	-0.231	0.821	0.516
5000/2.25/-0.5	0.874	-0.048	-0.201	0.713	0.452
5000/2.25/-1.0	0.823	-0.063	-0.179	0.641	0.408
5000/2.25/-2.0	0.769	-0.085	-0.155	0.555	0.358
5000/2.25/-3.0	0.741	-0.098	-0.140	0.508	0.329
5000/3.00/0.0	0.930	-0.036	-0.223	0.784	0.496
5000/3.00/-0.5	0.856	-0.057	-0.193	0.682	0.435
5000/3.00/-1.0	0.808	-0.071	-0.174	0.616	0.395
5000/3.00/-2.0	0.767	-0.088	-0.160	0.555	0.362
5000/3.00/-3.0	0.742	-0.102	-0.147	0.509	0.335

Tabela VI - Parâmetros Q das 150 estrelas observadas com V-I entre 1,000 e 1,500

Número HD	V-I	Q _C	Q _B
126927	1.469	1.048	0.545
145206	1.465	0.994	0.518
161074	1.455	1.003	0.518
145085	1.453	1.072	0.547
114326	1.453	1.037	0.530
170886	1.450	0.837	0.470
167193	1.449	1.073	0.535
220704	1.447	1.091	0.533
168415	1.444	1.059	0.536
169420	1.443	0.679	0.392
173819	1.440	0.997	0.538
163687	1.439	1.101	0.562
179497	1.436	1.013	0.523
165195	1.423	0.670	0.413
29065	1.423	1.077	0.540
171918	1.420	1.064	0.554
145892	1.418	1.076	0.545
203926	1.409	1.097	0.547
15152	1.408	1.158	0.554
148513	1.406	1.082	0.560
209747	1.396	1.105	0.544
167999	1.388	1.135	0.596
152379	1.381	1.072	0.526
209167	1.378	1.090	0.553
186791	1.378	1.218	0.619
130694	1.374	0.938	0.501
109742	1.374	1.069	0.544
23413	1.371	1.070	0.523
144889	1.370	1.007	0.500
201901	1.369	1.101	0.550
217531	1.368	1.077	0.538
116365	1.367	1.081	0.580
114960	1.359	1.074	0.528
9138	1.358	1.004	0.502
7147	1.355	1.061	0.538
199697	1.348	1.094	0.553
3457	1.340	0.938	0.483
145897	1.324	1.041	0.533
29063	1.322	1.050	0.524
190211	1.321	1.085	0.532
190299	1.314	0.900	0.455
10380	1.312	0.994	0.520
225276	1.307	1.079	0.538
16074	1.306	1.068	0.541
215167	1.302	1.038	0.524
157244	1.287	1.169	0.635
27611	1.281	0.964	0.449
111067	1.279	0.998	0.483
217459	1.273	1.039	0.541
23424	1.267	0.788	0.408
214690	1.265	0.935	0.475
1635	1.262	1.034	0.510
125932	1.248	0.986	0.495
23841	1.246	0.823	0.442
218356	1.241	0.936	0.506
141353	1.241	0.920	0.488
171443	1.239	1.001	0.522
164733	1.238	0.978	0.505
115478	1.233	1.002	0.517
220009	1.232	0.802	0.410

Continua

Número HD	V-I	Q _C	Q _B
174487	1.232	1.020	0.535
156234	1.230	1.049	0.537
3512	1.230	0.974	0.499
196348	1.227	0.926	0.473
119461	1.200	0.957	0.505
139663	1.194	1.029	0.551
176527	1.185	0.924	0.471
209128	1.182	0.978	0.512
133912	1.181	0.649	0.399
15694	1.181	0.989	0.516
175674	1.180	1.016	0.543
8705	1.179	0.888	0.462
109519	1.172	0.914	0.487
169191	1.167	0.976	0.524
117789	1.160	0.863	0.483
163547	1.157	0.919	0.520
20893	1.148	0.950	0.507
9856	1.147	0.936	0.495
14728	1.137	0.944	0.491
107328	1.135	0.831	0.432
29038	1.134	0.956	0.494
23887	1.134	0.930	0.510
31296	1.127	0.898	0.469
207134	1.126	0.915	0.474
173780	1.125	0.889	0.469
166460	1.125	0.912	0.468
27370	1.121	0.703	0.398
132345	1.118	0.996	0.575
112992	1.117	0.765	0.402
164349	1.112	0.951	0.527
169414	1.111	0.858	0.464
177463	1.110	0.781	0.413
163532	1.109	0.840	0.450
125560	1.105	0.981	0.529
112985	1.105	0.892	0.474
222455	1.103	0.882	0.460
132293	1.098	0.854	0.469
134406	1.095	0.900	0.472
199442	1.094	0.983	0.516
176704	1.094	0.953	0.519
114113	1.092	0.871	0.479
197752	1.090	0.910	0.490
110014	1.087	1.006	0.534
30197	1.083	0.958	0.524
1522	1.079	0.958	0.503
146084	1.073	0.856	0.456
6203	1.072	0.784	0.425
4502	1.070	0.772	0.420
135482	1.065	0.715	0.397
162211	1.063	0.831	0.469
165848	1.061	0.776	0.444
130972	1.058	0.819	0.466
142980	1.058	0.858	0.447
6805	1.058	0.879	0.464
140301	1.057	0.764	0.415
128750	1.057	0.771	0.404
208111	1.056	0.934	0.503
178637	1.056	0.923	0.481
220321	1.052	0.762	0.407
28292	1.051	0.848	0.471

Continua

Número HD	V-I	Q _C	Q _B
161096	1.050	0.905	0.490
155687	1.049	0.785	0.438
153210	1.049	0.875	0.474
156266	1.048	0.855	0.468
195135	1.042	0.926	0.478
17017	1.041	0.858	0.453
199253	1.040	0.842	0.446
140573	1.036	0.914	0.498
114038	1.036	0.840	0.461
132132	1.034	0.846	0.465
168387	1.031	0.803	0.420
122553	1.031	0.376	0.270
135644	1.029	0.860	0.449
131098	1.026	0.808	0.438
130352	1.024	0.732	0.407
175743	1.023	0.807	0.437
212943	1.019	0.724	0.406
214376	1.017	0.894	0.485
11353	1.017	0.863	0.459
176678	1.015	0.808	0.445
203504	1.014	0.834	0.453
219449	1.012	0.808	0.439
8949	1.011	0.851	0.437
152601	1.010	0.802	0.427
146388	1.009	0.877	0.473
190608	1.006	0.734	0.397
219409	1.003	0.745	0.407
133155	1.003	0.700	0.385
175515	1.002	0.706	0.397
138562	1.002	0.808	0.434

Tabela VII - Índices de cor das anãs e gigantes utilizadas na análise de componentes

Número	U-B	C-B	B-V	V-R	V-I	I-j
ANAS						
HP1514	1.000	0.561	1.066	0.605	1.030	0.193
HR8721	1.020	0.576	1.107	0.654	1.120	0.207
101.315	1.070	0.570	1.171	0.610	1.120	0.220
105.205	1.590	0.729	1.368	0.750	1.380	0.297
111.2188	1.150	0.609	1.344	0.750	1.400	0.308
113.442	1.270	0.646	1.163	0.600	1.080	0.227
115.427	1.130	0.601	1.162	0.640	1.130	0.238
(G496.1	0.0	0.798	1.368	0.871	1.555	0.285)
G529	1.300	0.716	1.256	0.775	1.327	0.246
G565	0.880	0.558	1.016	0.578	1.021	0.200
G830	1.250	0.740	1.320	0.816	1.435	0.269
GIGANTES						
HD 10380	1.560	0.729	1.368	0.736	1.312	0.275
HD107328	1.150	0.619	1.166	0.627	1.135	0.236
HD122563	0.380	0.306	0.937	0.555	1.031	0.222
HD132345	1.490	0.638	1.298	0.626	1.118	0.255
HD140573	1.250	0.617	1.168	0.584	1.036	0.239
HD153210	1.190	0.605	1.152	0.591	1.049	0.220
HD161096	1.240	0.619	1.169	0.591	1.050	0.229
HD162211	1.120	0.569	1.156	0.596	1.063	0.225
HD184406	1.250	0.641	1.180	0.617	1.095	0.231
HD169414	1.170	0.610	1.182	0.622	1.111	0.238
HD218356	1.170	0.672	1.308	0.700	1.241	0.260
HD157244	1.560	0.784	1.467	0.725	1.287	0.310

Tabela VIII - Parâmetros das estrelas anãs e gigantes (as que têm nº HD são gigantes)

Número	V-I	V1	V2	V3	Q _B	Q _C
G830	1.435	2.368	0.193	-0.294	0.392	0.958
111.2188	1.400	2.265	0.145	-0.062	0.439	0.832
105.205	1.380	2.465	0.502	-0.169	0.476	0.840
G529	1.327	2.276	0.285	-0.215	0.398	0.927
HD 10380	1.312	2.411	0.516	-0.176	0.520	0.938
HD218356	1.241	2.175	0.260	-0.151	0.506	0.869
HD107328	1.135	1.999	0.300	-0.135	0.432	0.800
115.427	1.130	1.987	0.273	-0.126	0.431	0.781
101.315	1.120	1.953	0.248	-0.102	0.447	0.748
HR8721	1.120	1.903	0.184	-0.144	0.353	0.754
HD132345	1.118	2.134	0.576	-0.116	0.575	0.816
HD169414	1.111	1.993	0.328	-0.123	0.464	0.787
HD184406	1.095	2.025	0.401	-0.152	0.472	0.815
113.442	1.080	2.013	0.429	-0.160	0.456	0.818
HD162211	1.063	1.916	0.314	-0.102	0.469	0.739
HD161096	1.050	1.979	0.420	-0.134	0.490	0.766
HD153210	1.049	1.944	0.330	-0.133	0.474	0.772
HD140573	1.056	1.976	0.437	-0.126	0.498	0.782
HR1514	1.030	1.898	0.224	-0.140	0.400	0.725
G565	1.021	1.731	0.145	-0.134	0.356	0.720

G R Á F I C O S

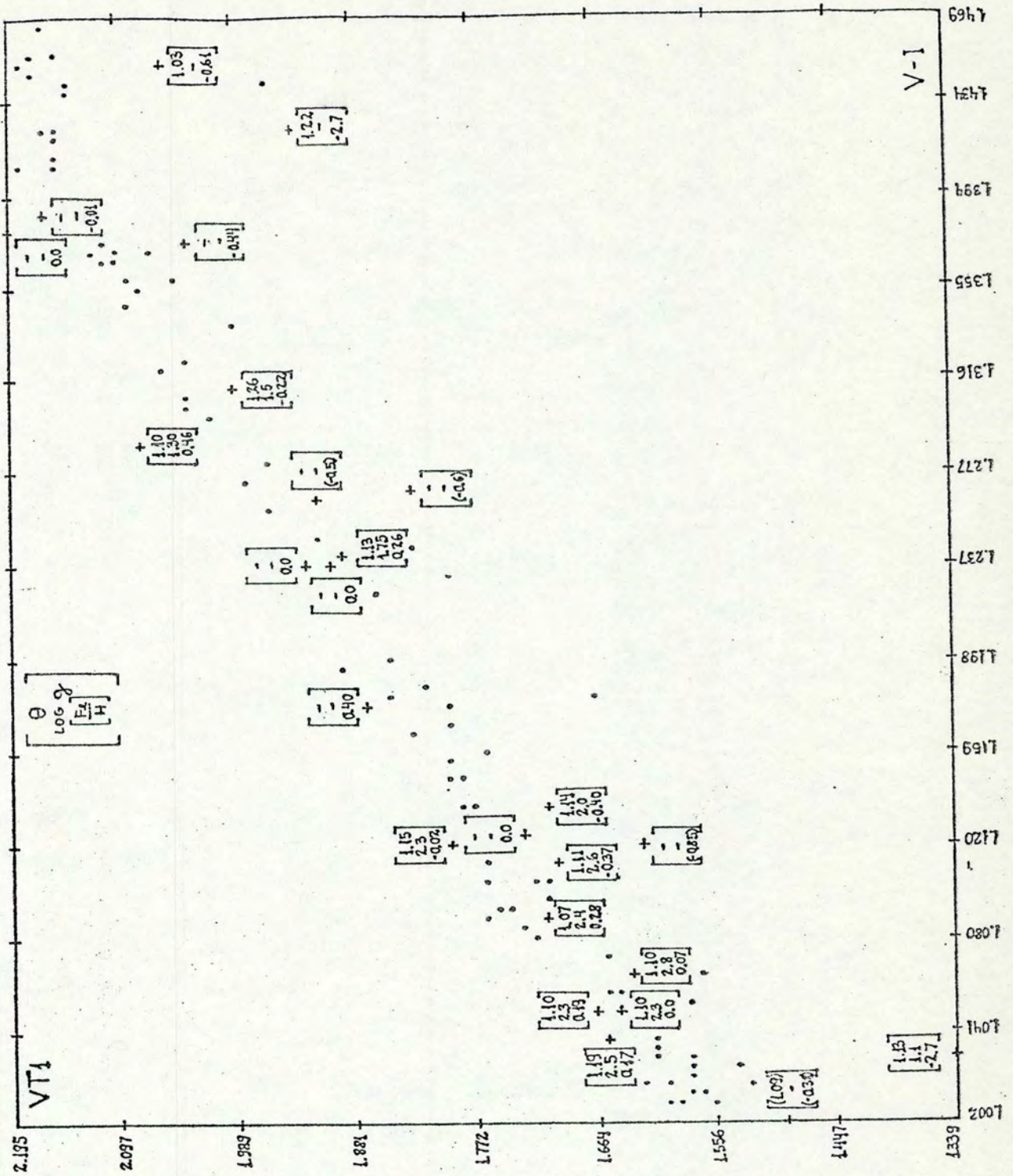


Gráfico 1: $VT_1 \times V-I$ (observacional)

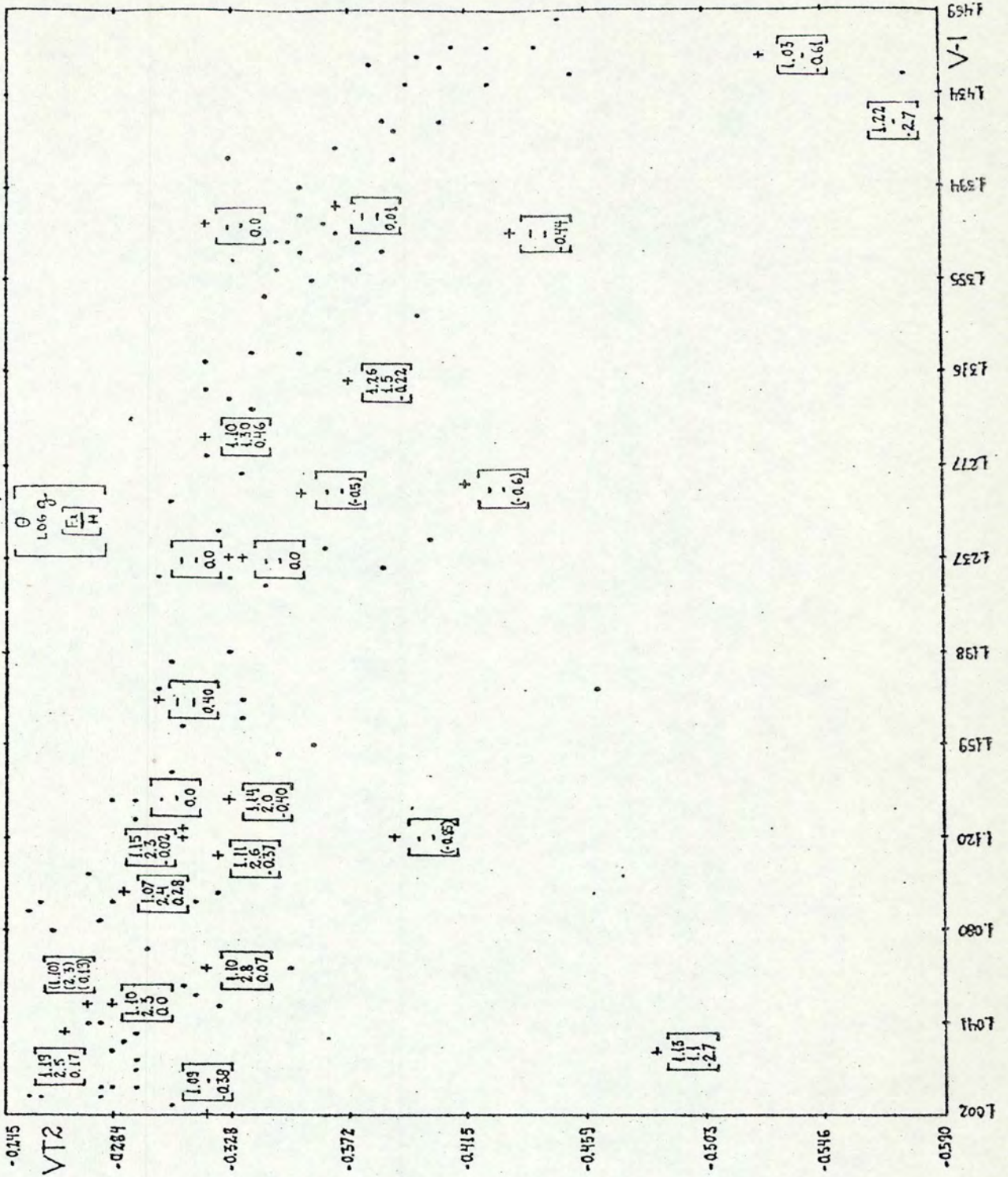


Gráfico 2: VT2 x V-I (observacional)

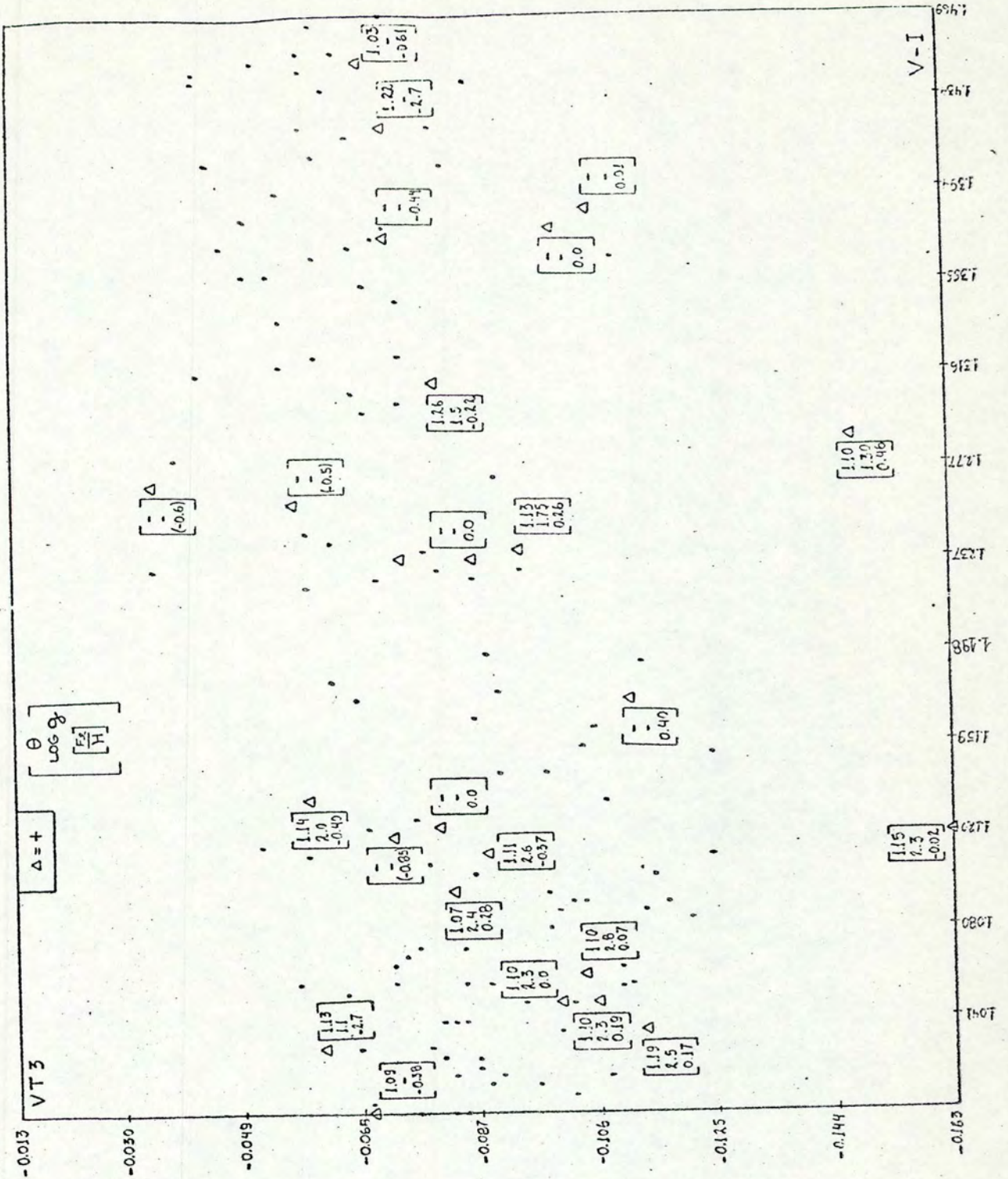


Gráfico 3: VT3 x V-I (observacional)

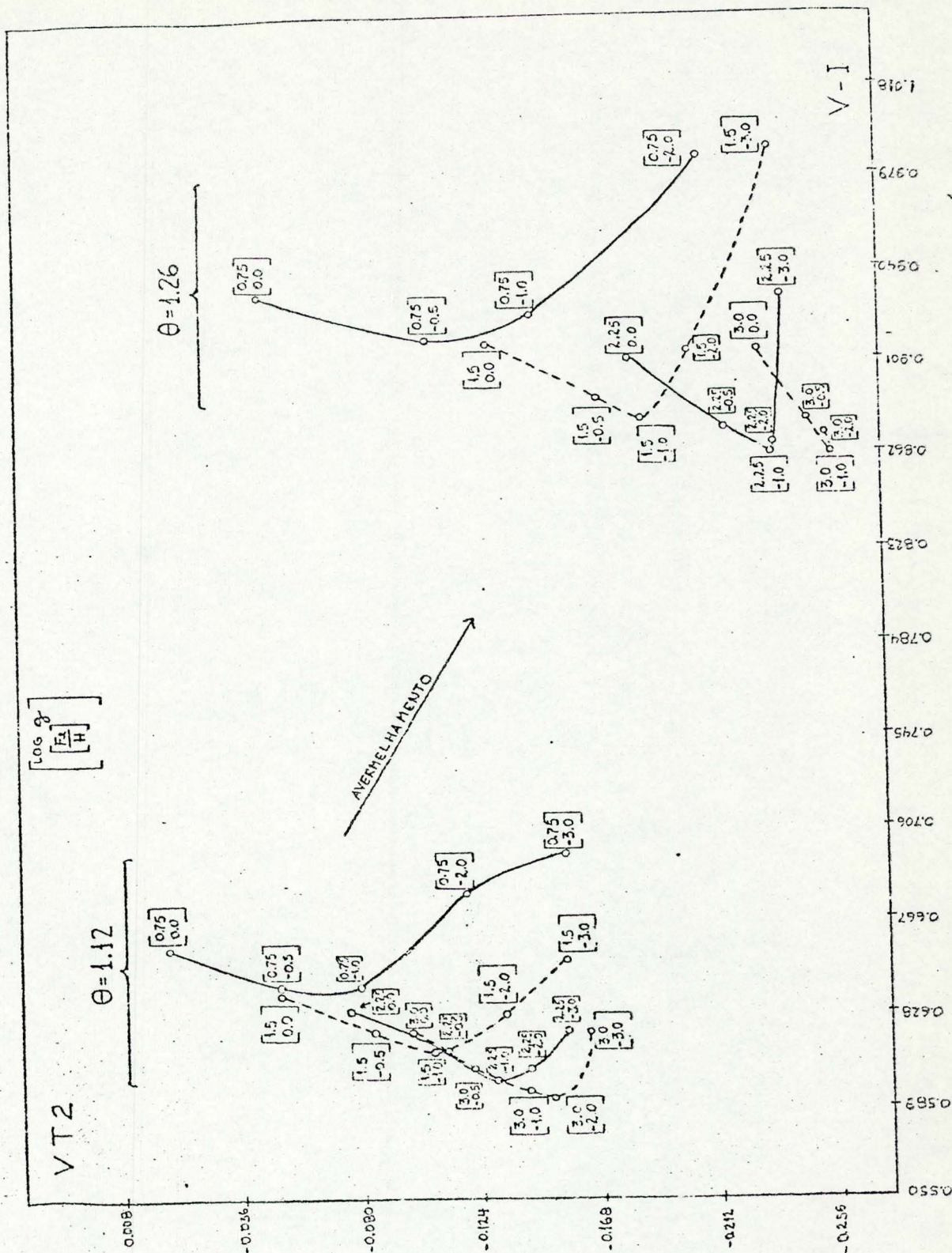


Gráfico 4: VT2 x V-I (teórico)

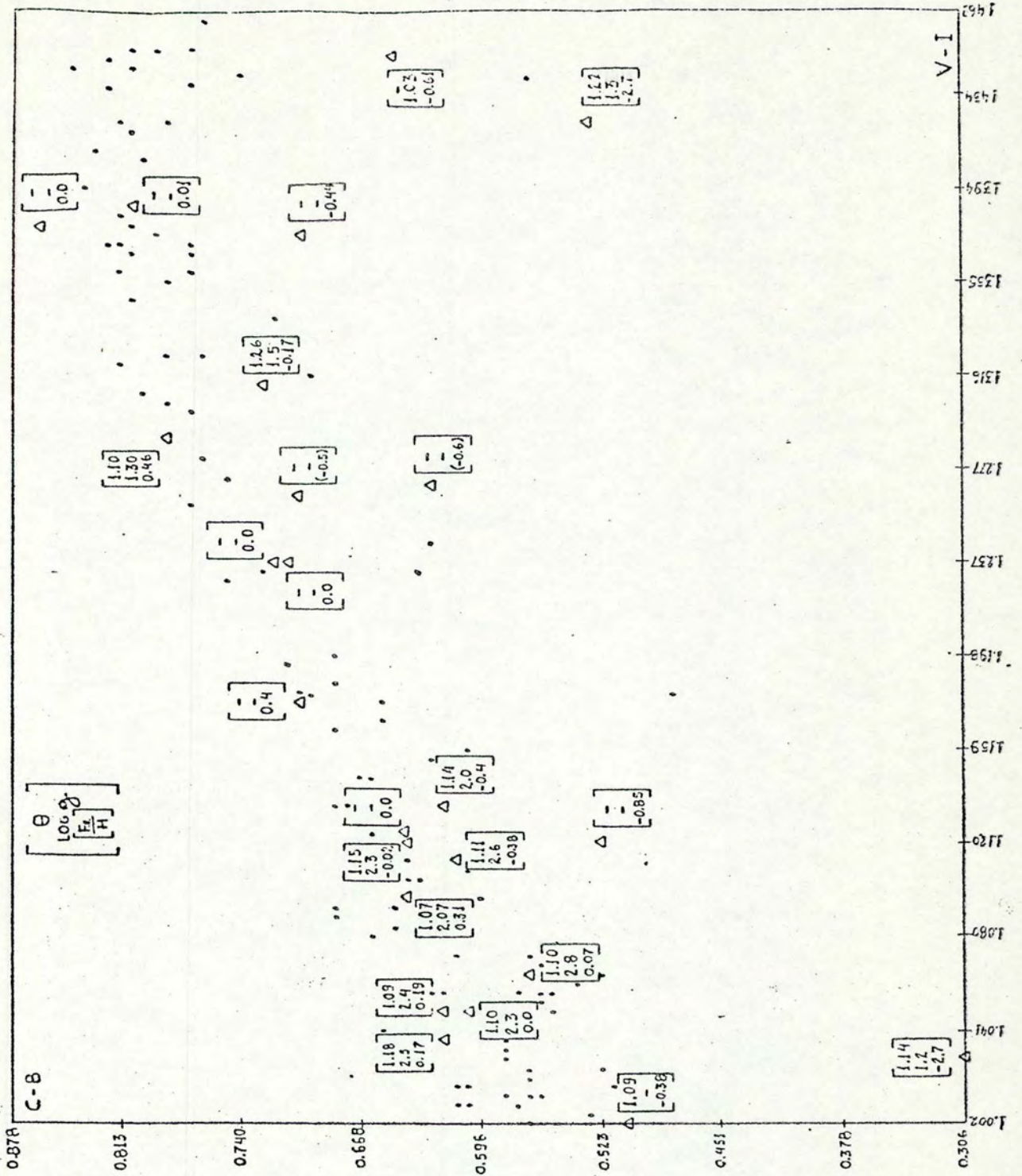


Gráfico 5: C-B x V-I (observacional)

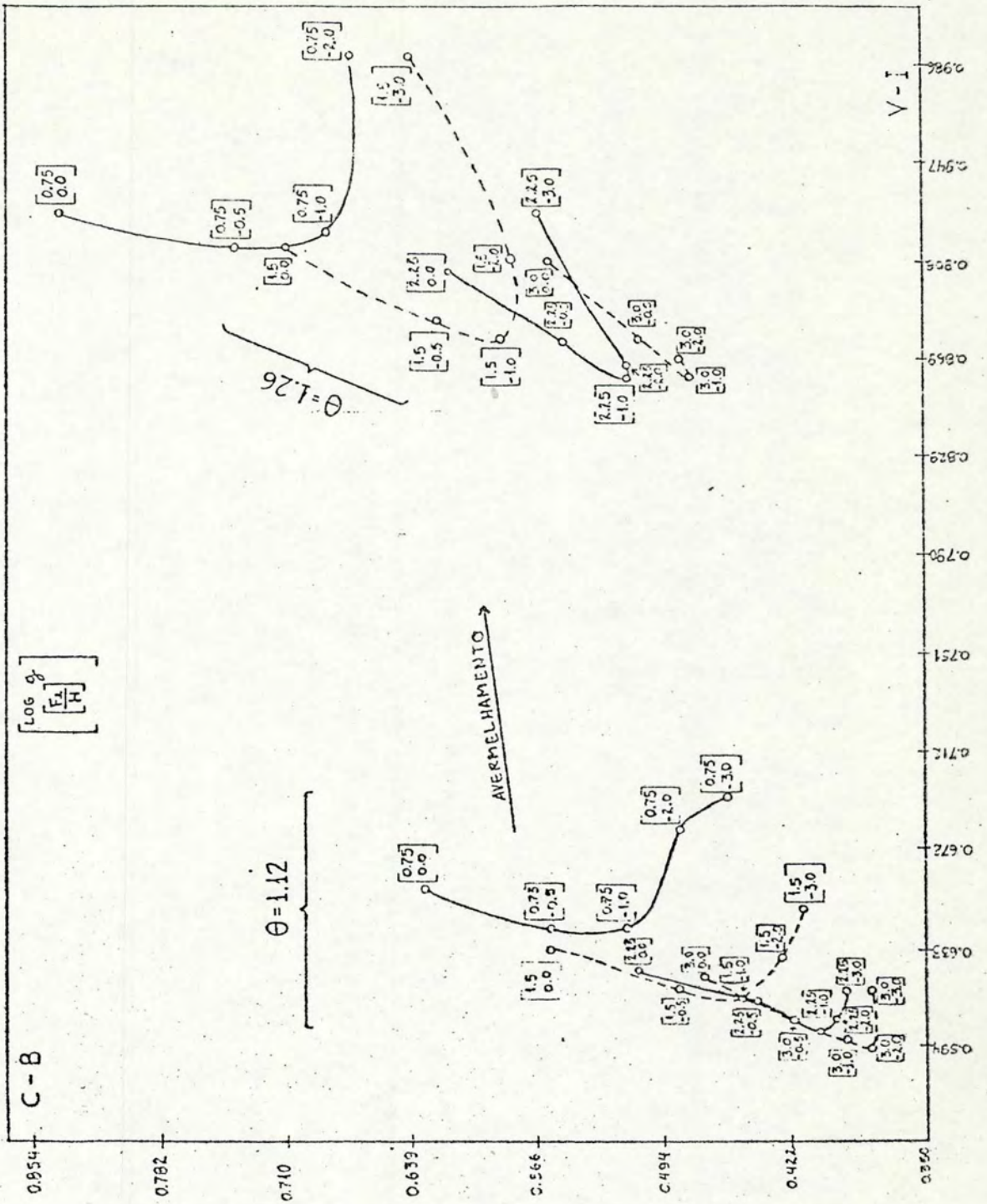


Gráfico 6: C-B x V-I (teórico)

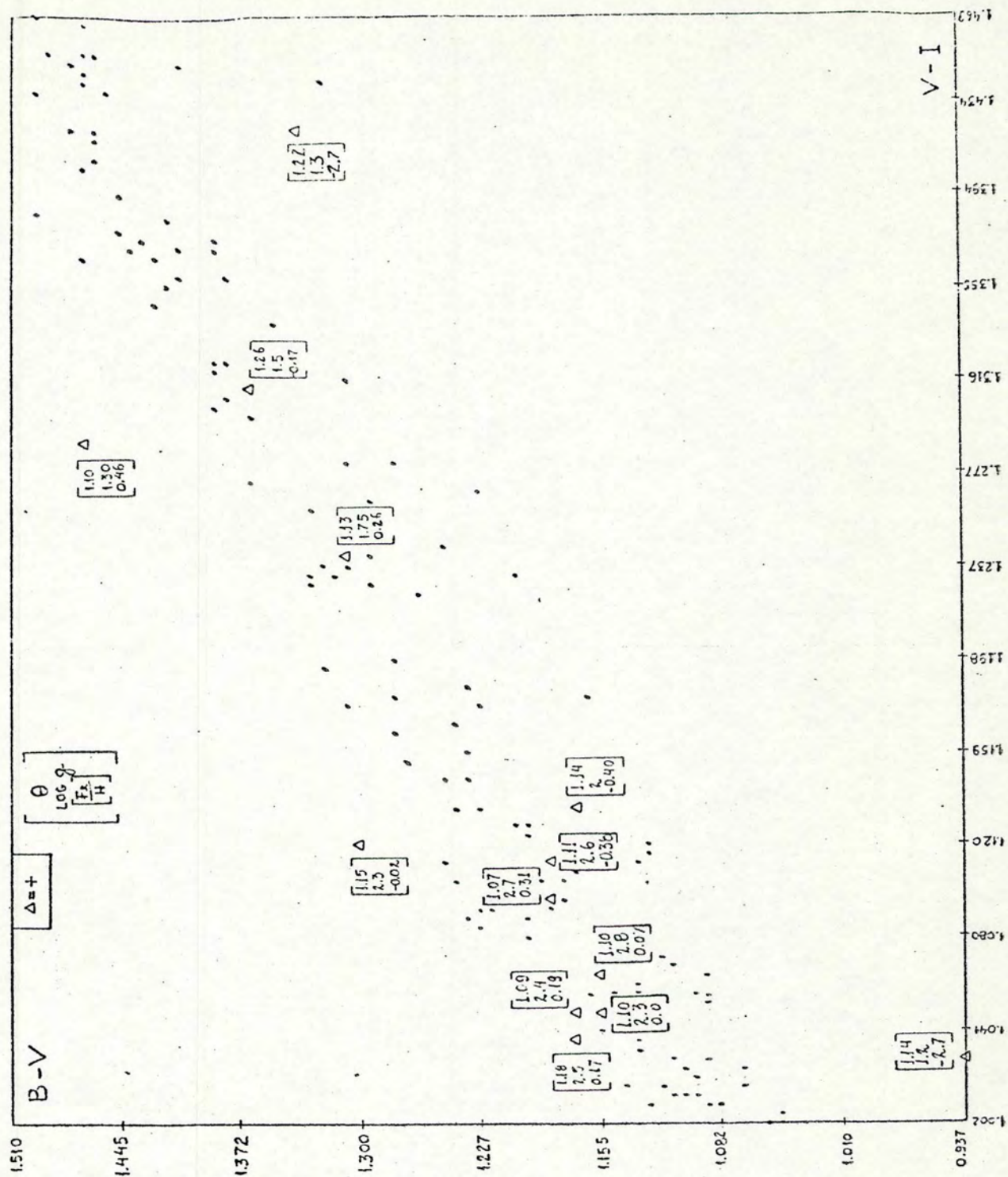


Gráfico 7: B-V x V-I (observacional)

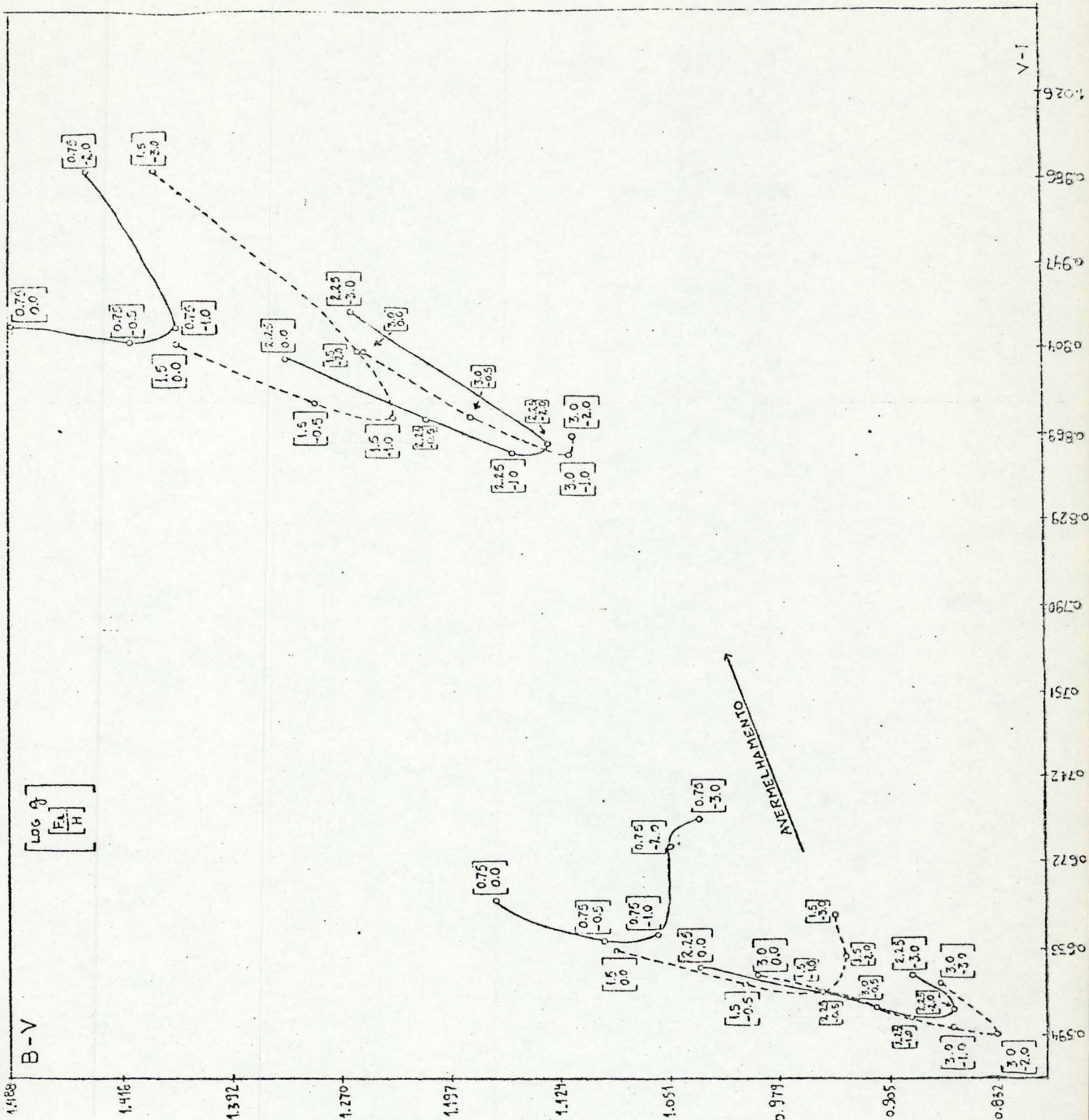


Gráfico 8: B-V x V-I (teórico)

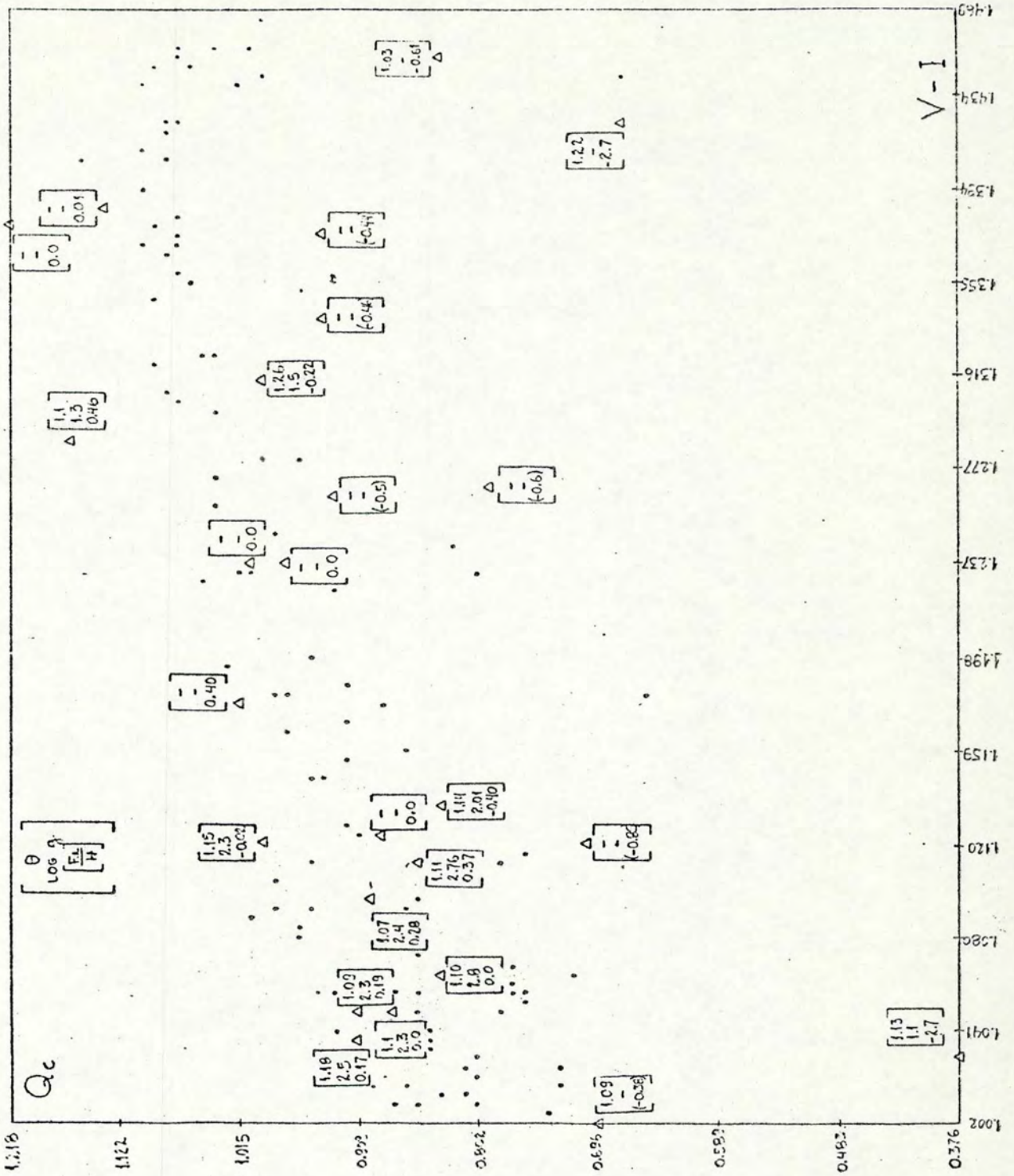


Gráfico 9: $Q_c \times V-I$ (observacional)

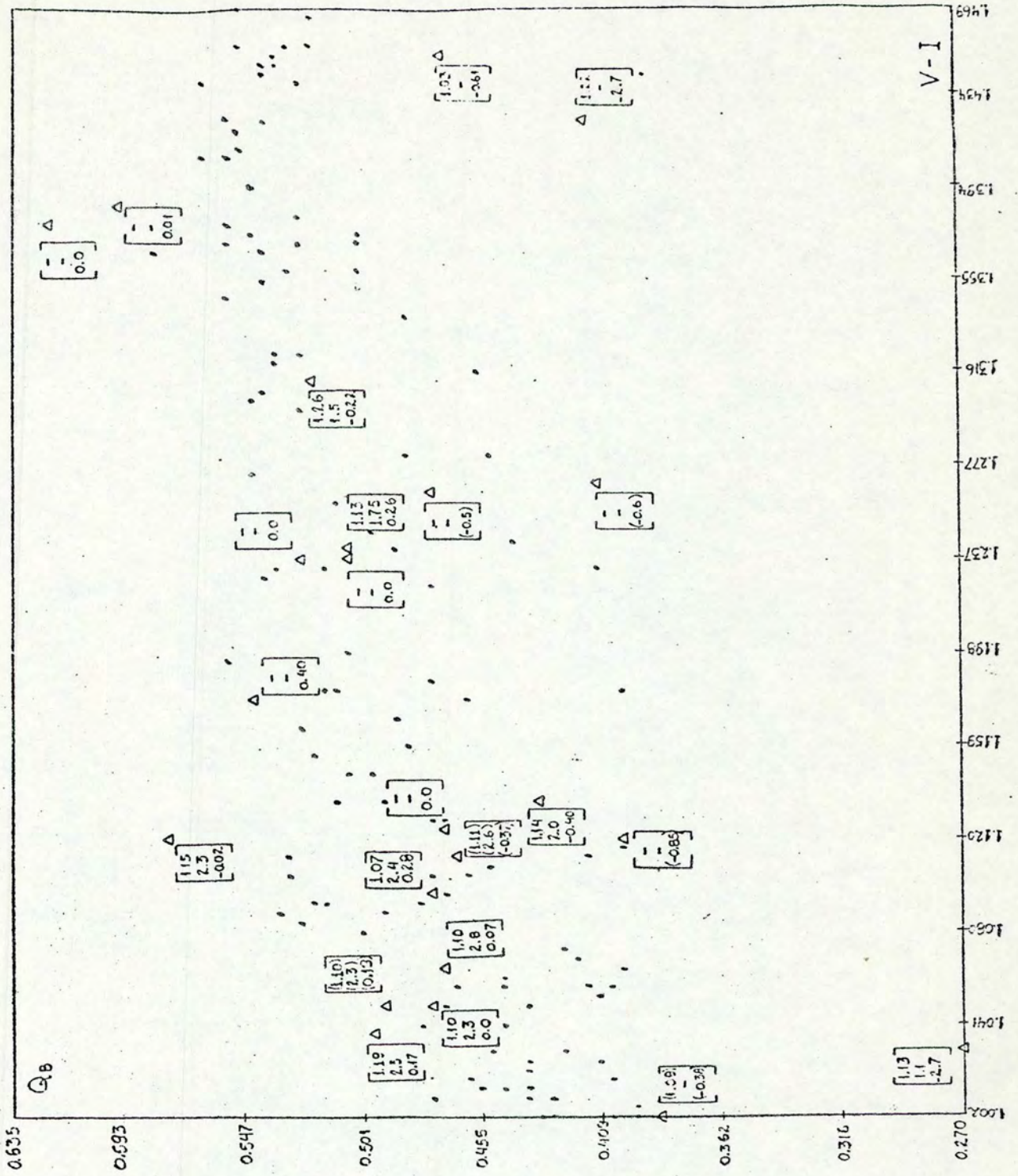


Gráfico 10: $Q_B \times V-I$ (observacional)

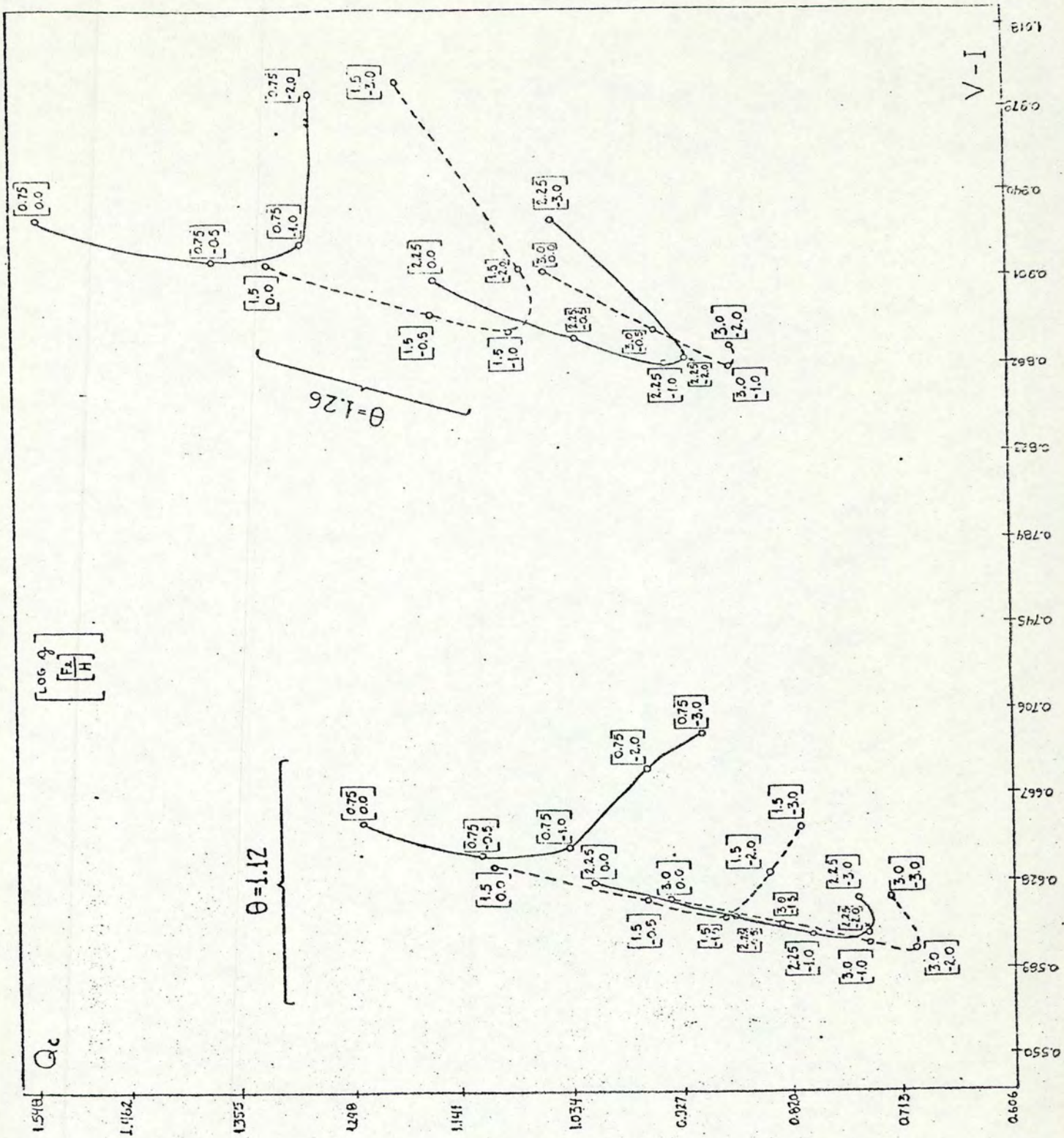


Gráfico 11: $Q_c \times V-I$ (teórico)

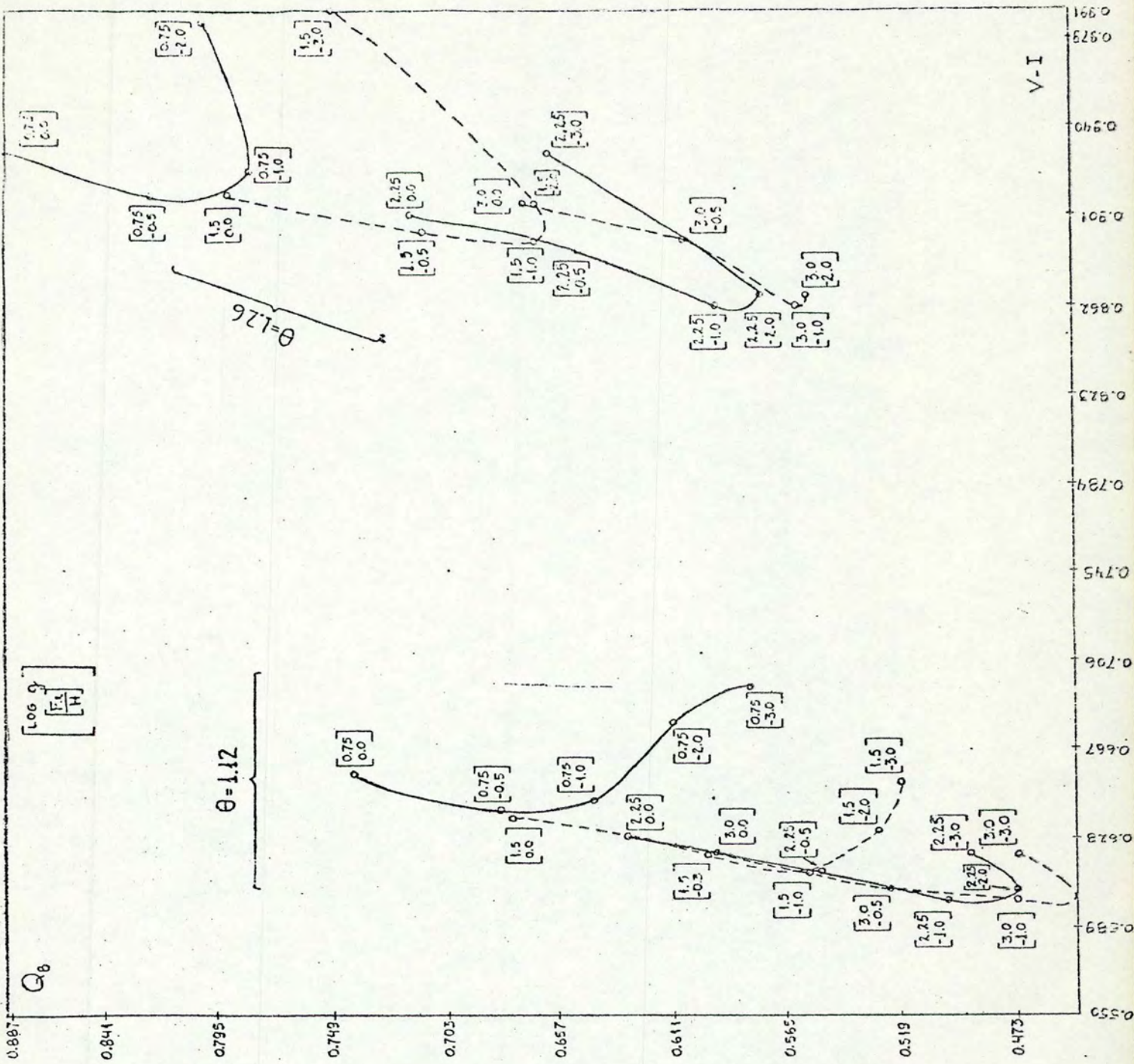


Gráfico 12: $Q_B \times V-I$ (teórico)

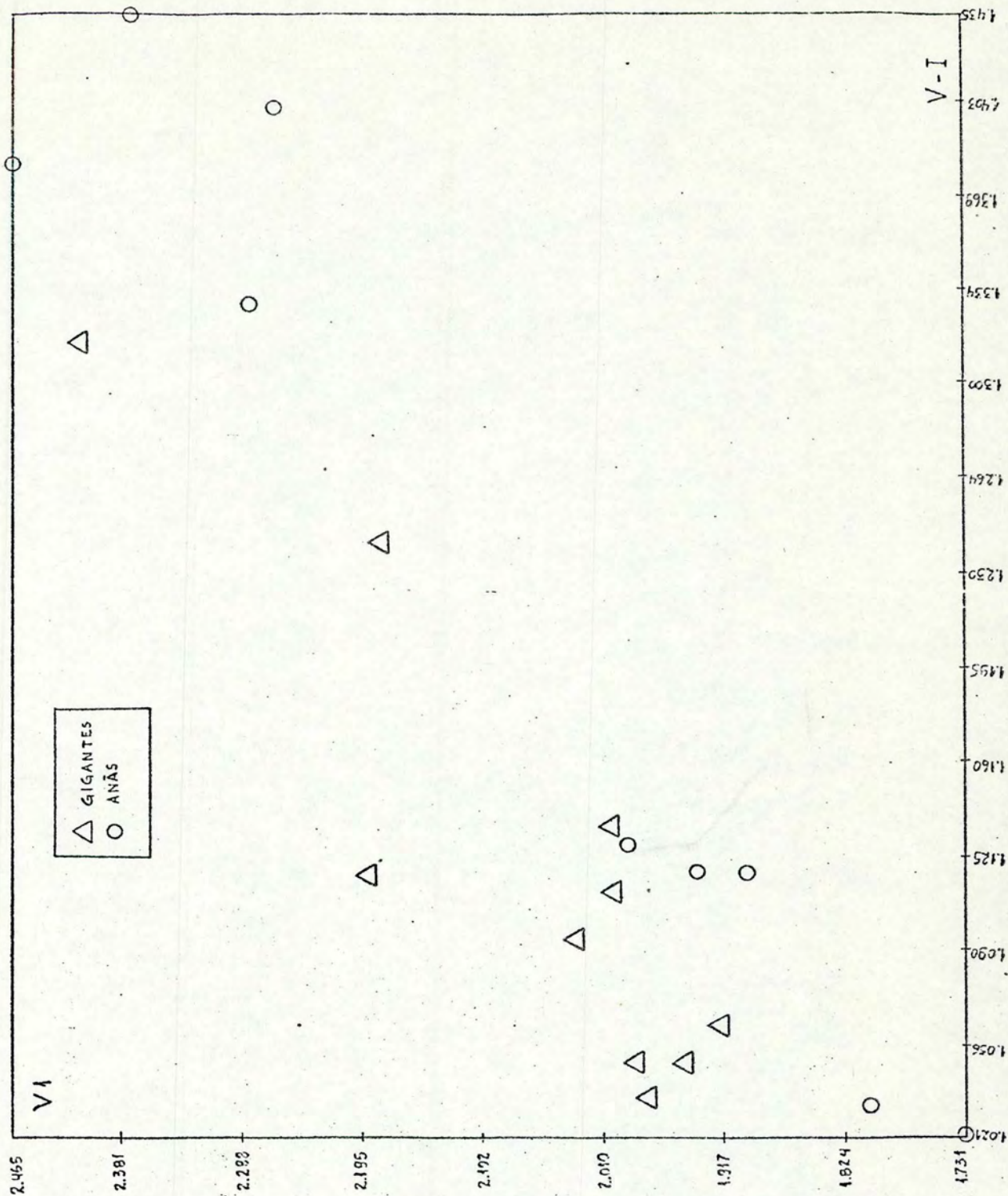


Gráfico 13: V-I × V-I (observacional)

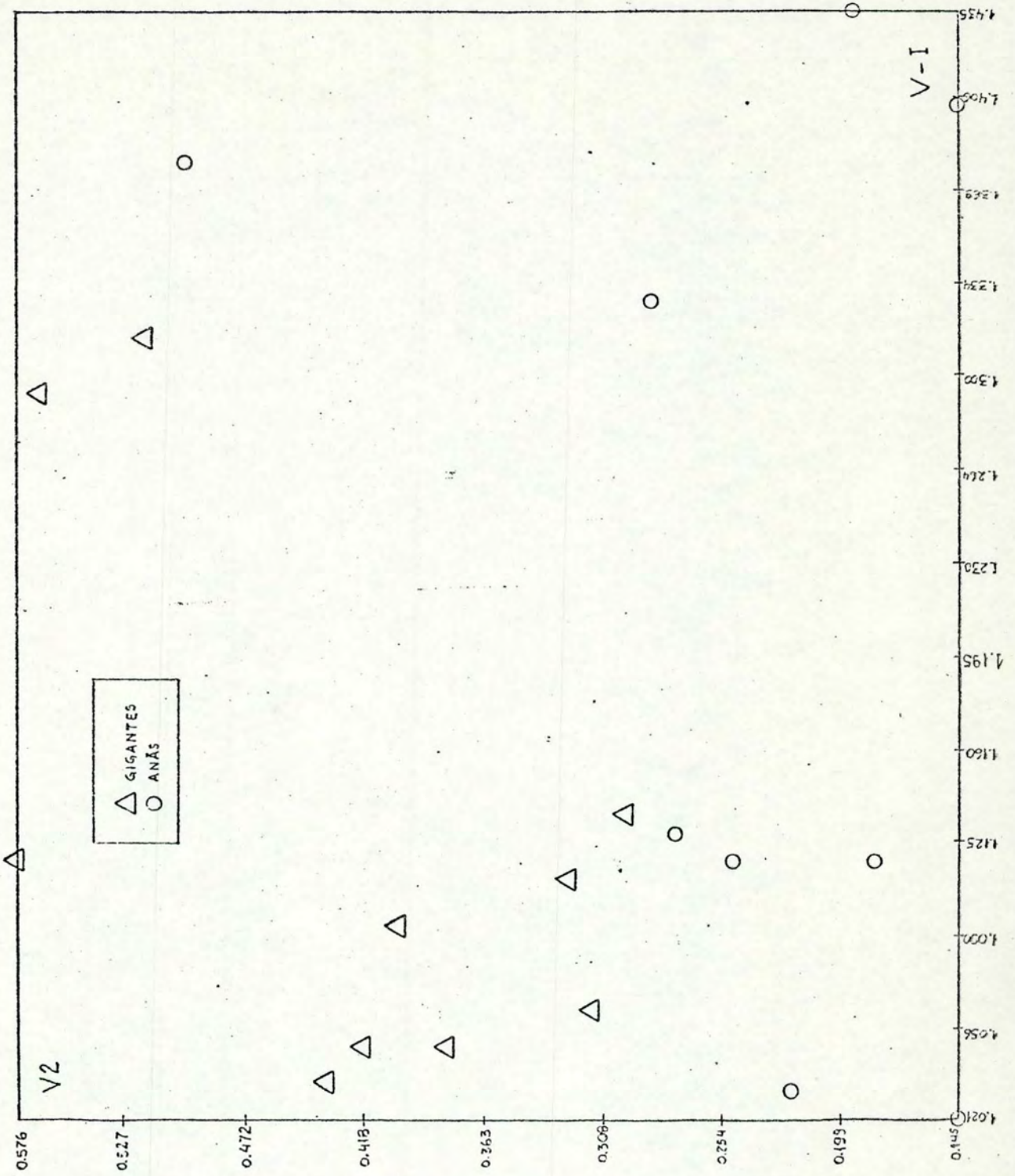


Gráfico 14: V2 x V-I (observacional)

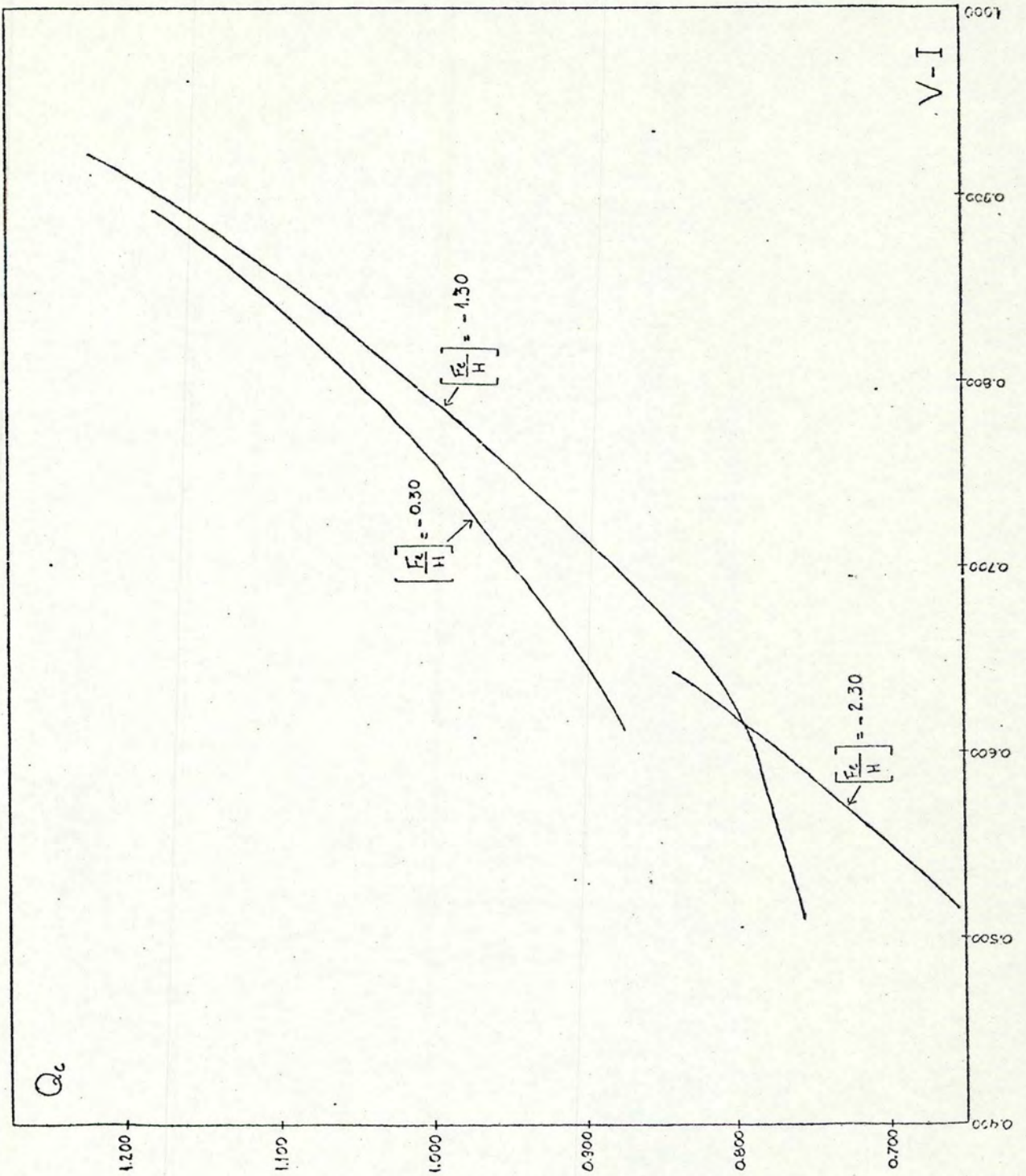


Gráfico 16: $Q_c \times V-I$ (teórico) - para estrelas com idade de $1,6 \times 10^9$ anos

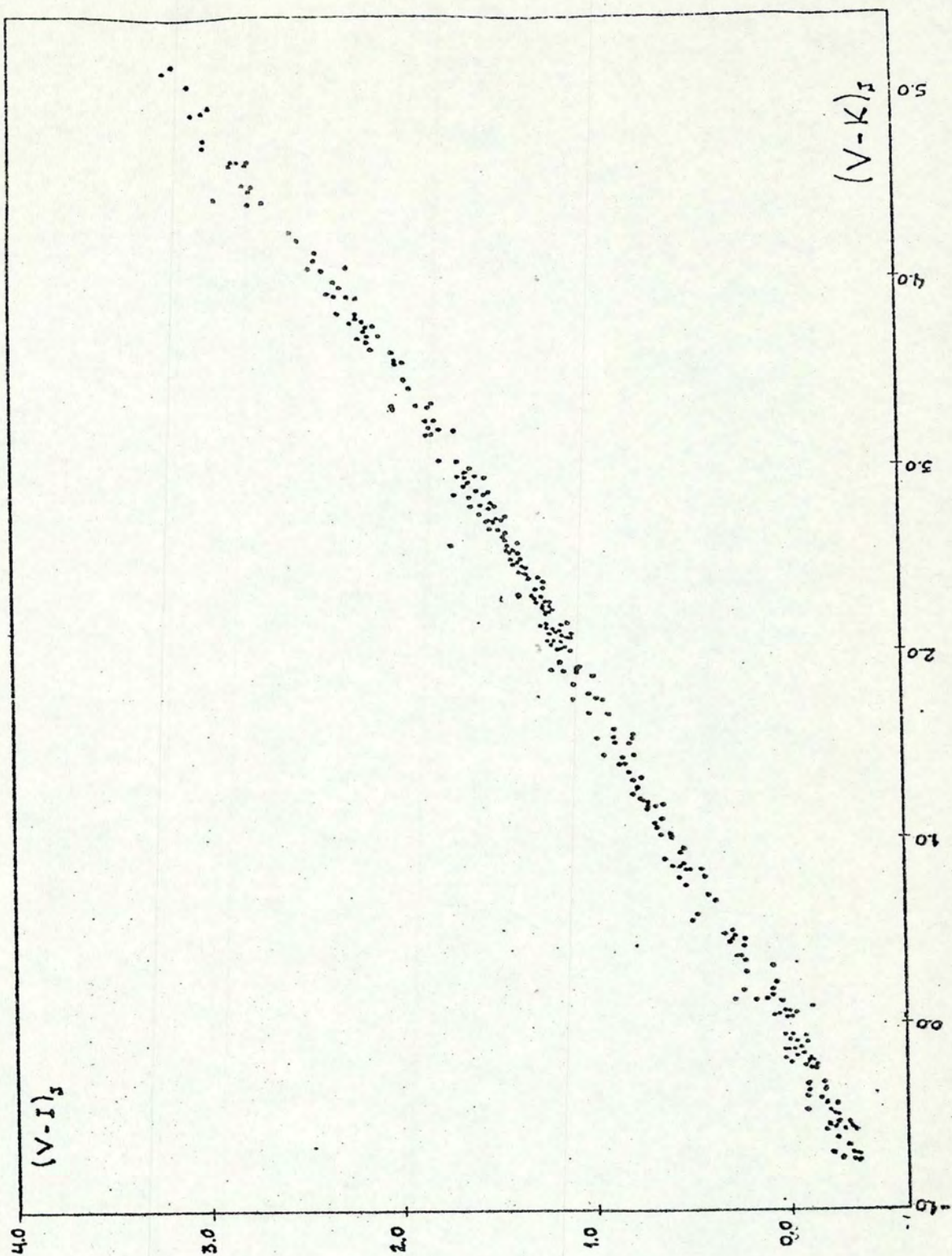


Gráfico 17: $(V-K) \times (V-I)$ (Johnson et al. 1966)

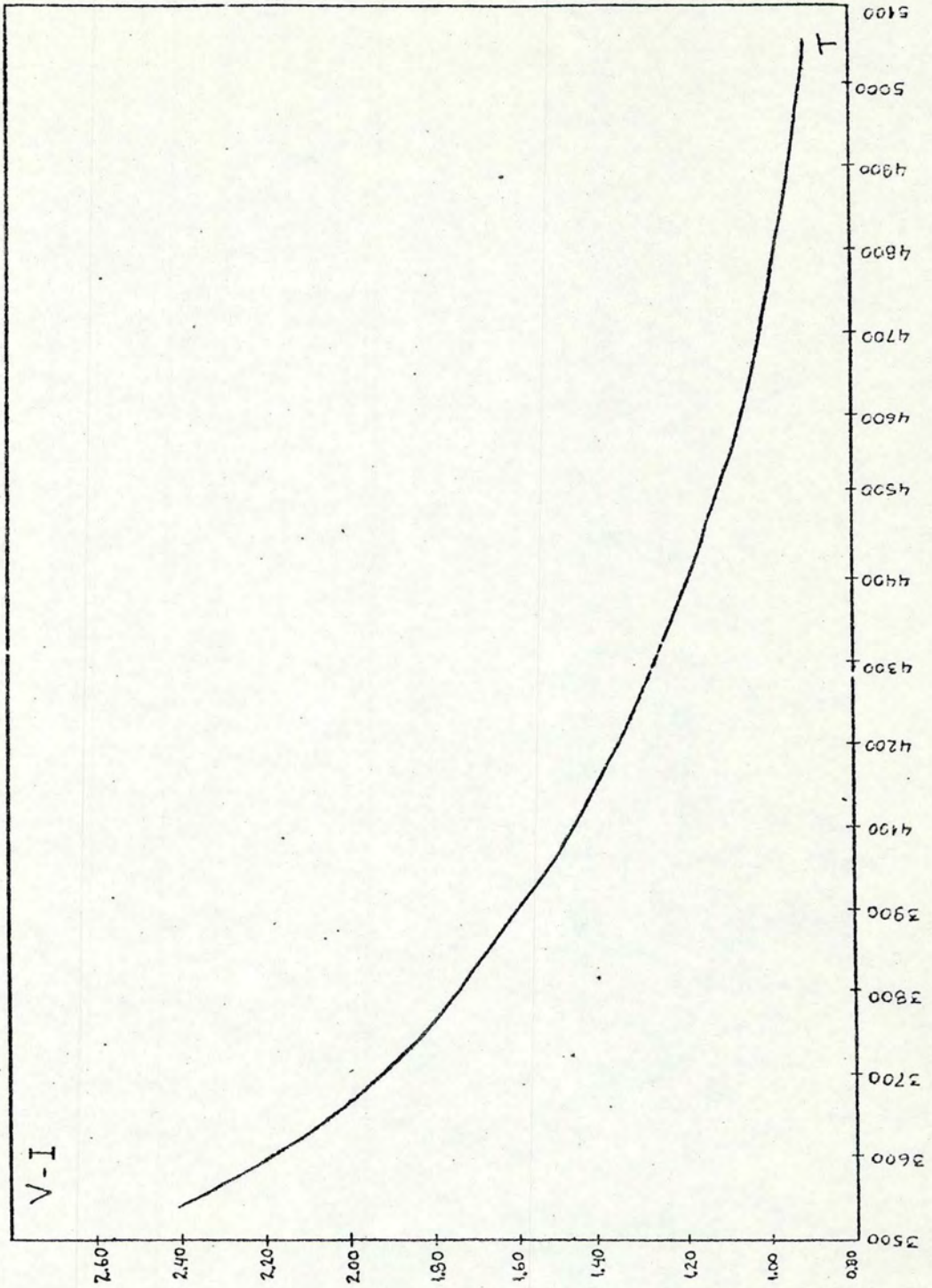


Gráfico 18: Calibração $T \times V-I$

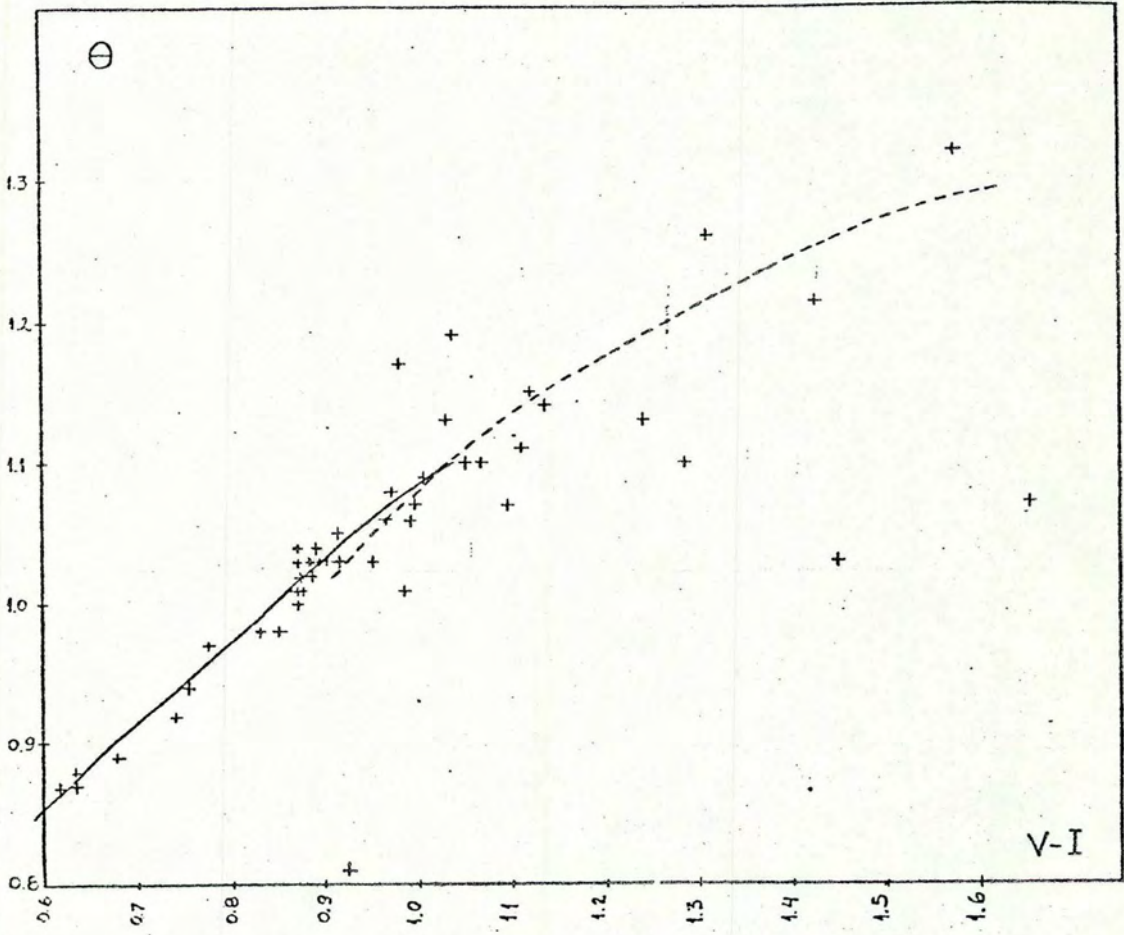


Gráfico 19: $\theta \times V-I$ (observacional)

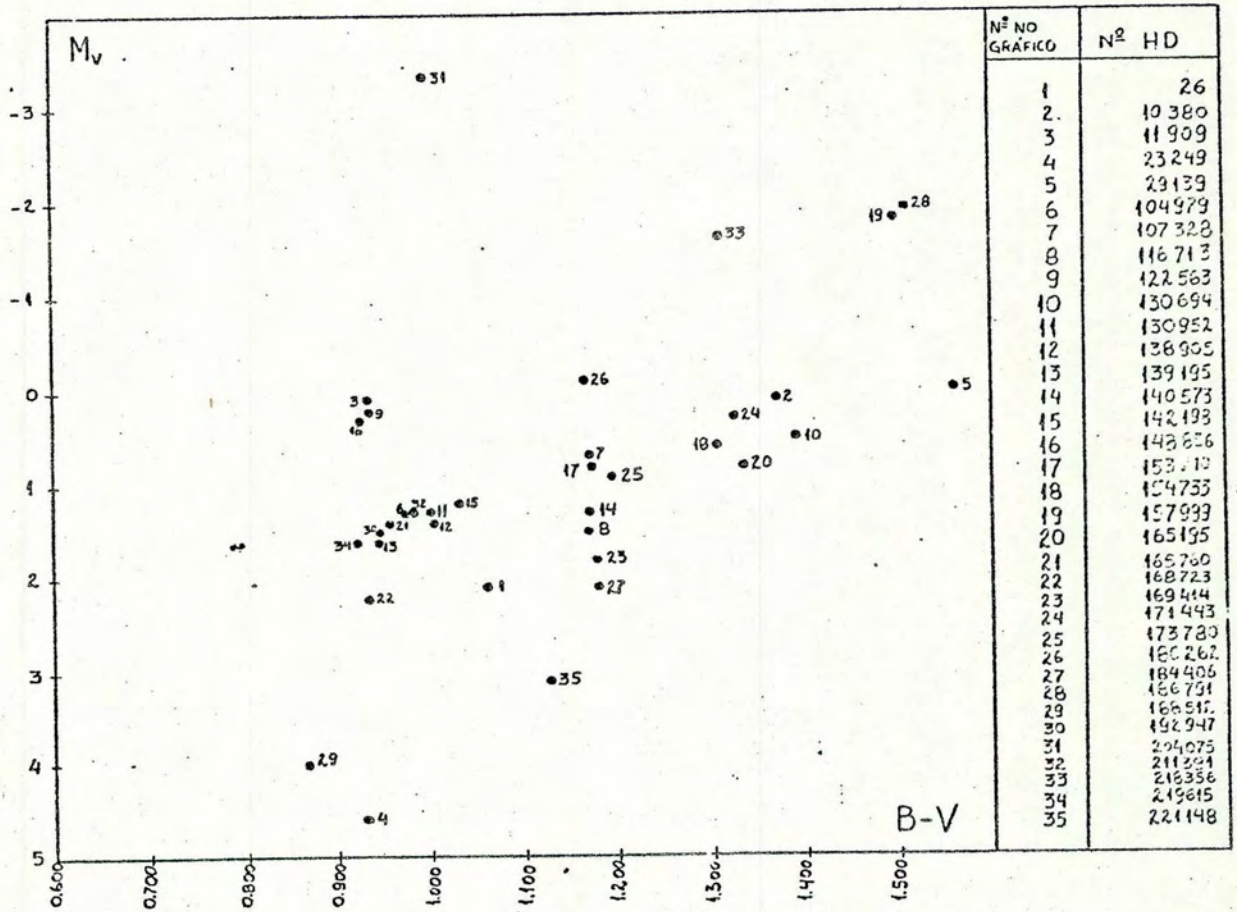


Gráfico 20: $M_V \times B-V$ (observacional)

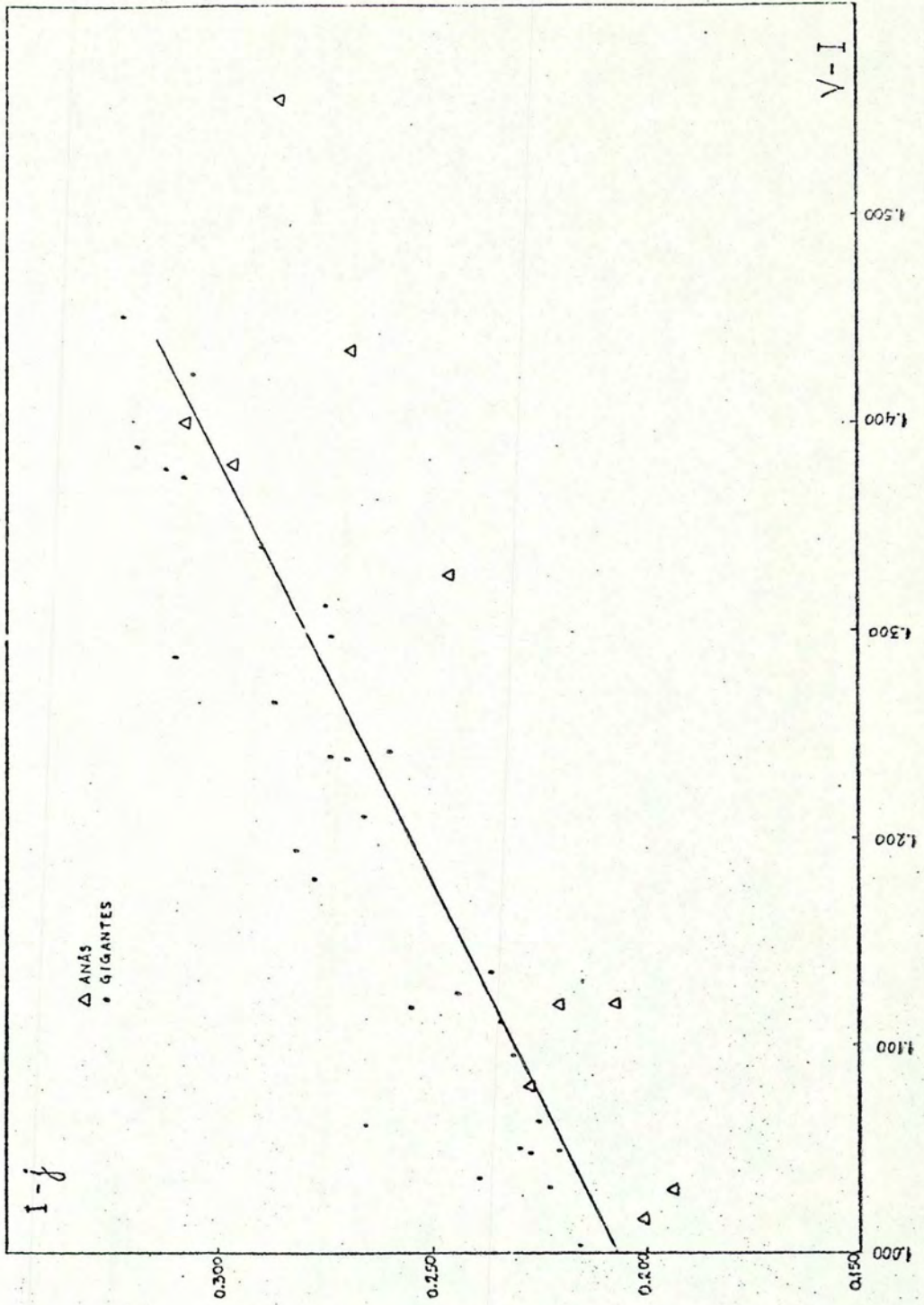


Gráfico 21: $I-j \times V-I$ (observacional)

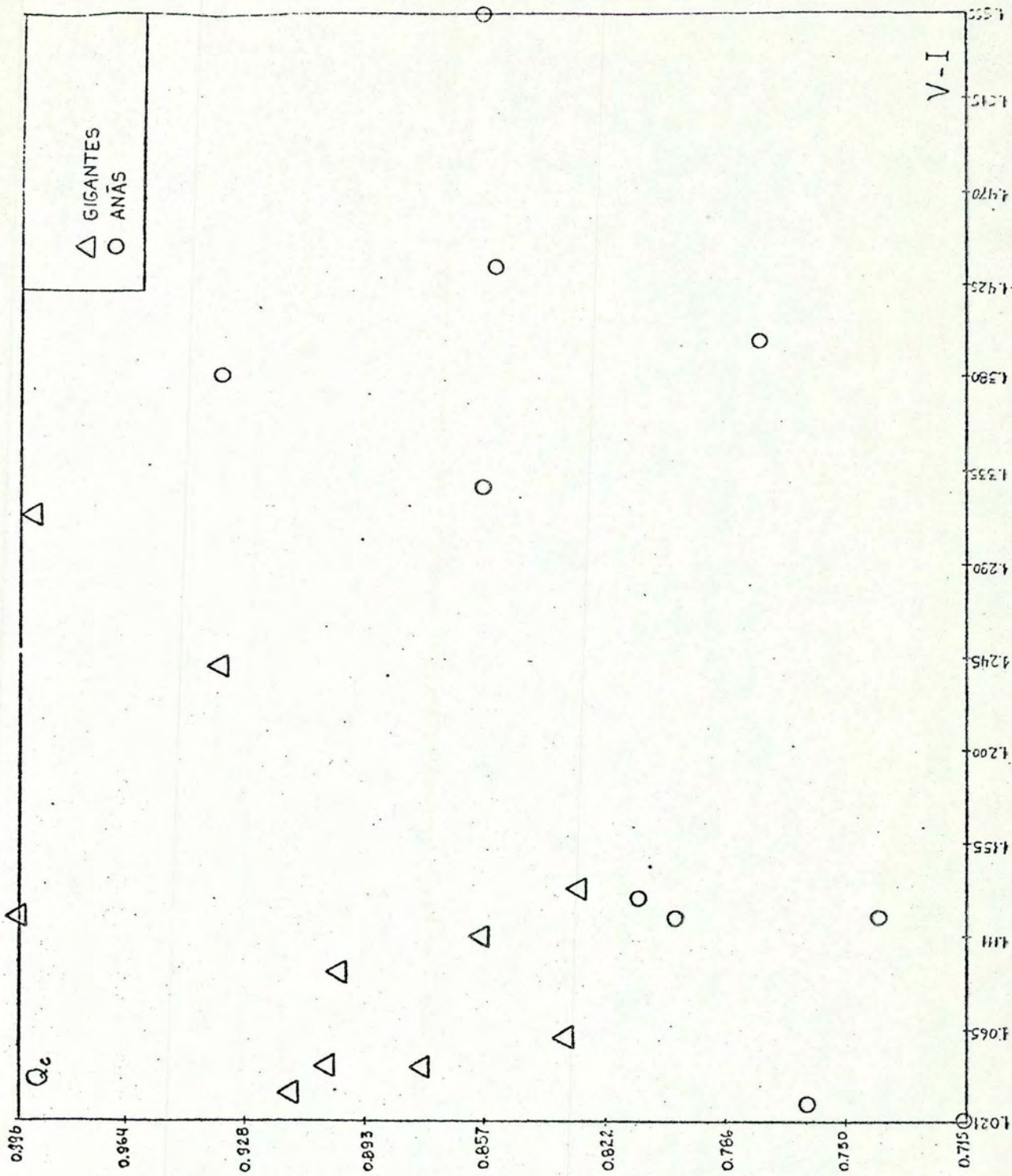


Gráfico 22: $Q_c \times V-I$ (observacional)

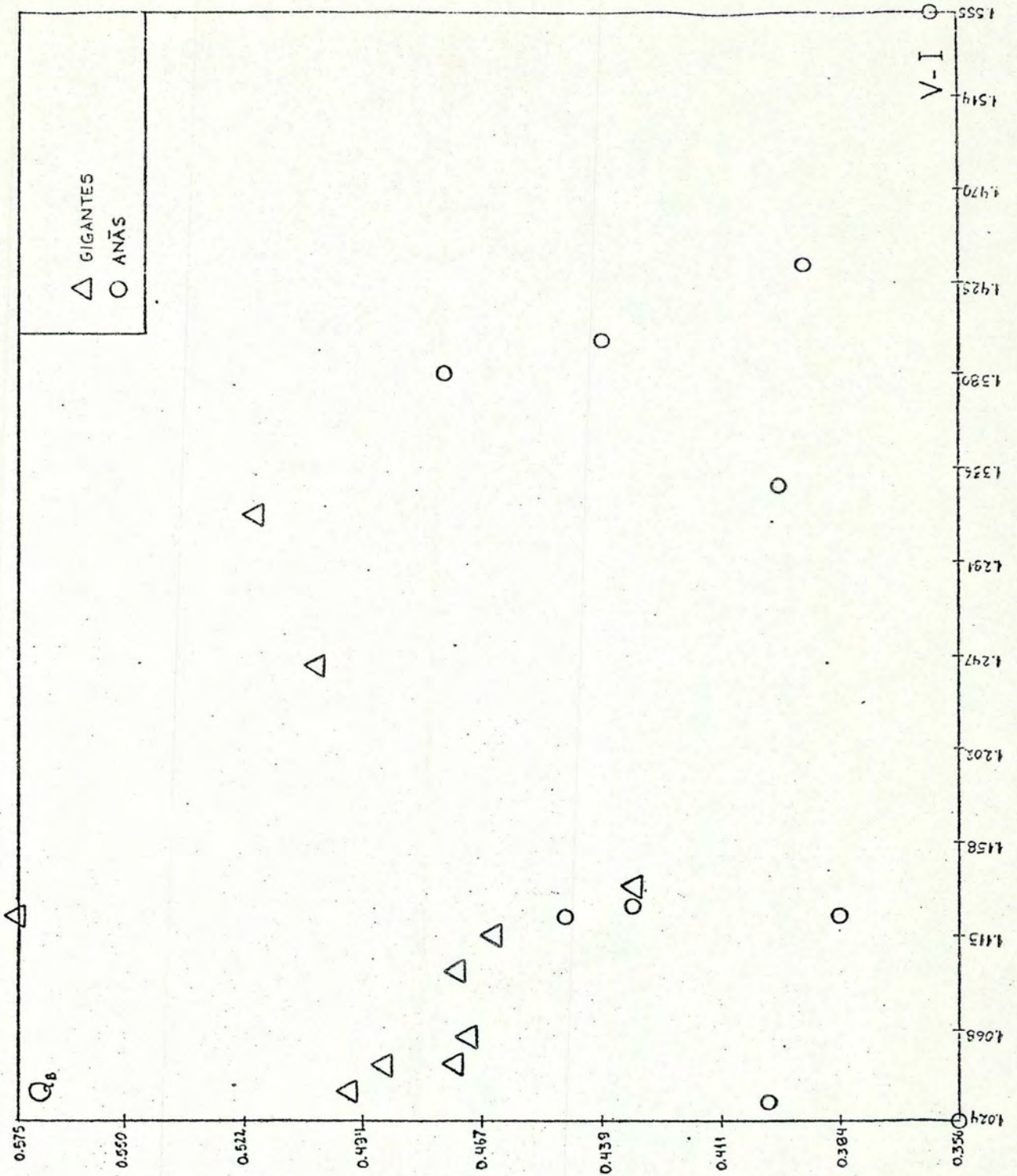


Gráfico 23: $Q_B \times V-I$ (observacional)

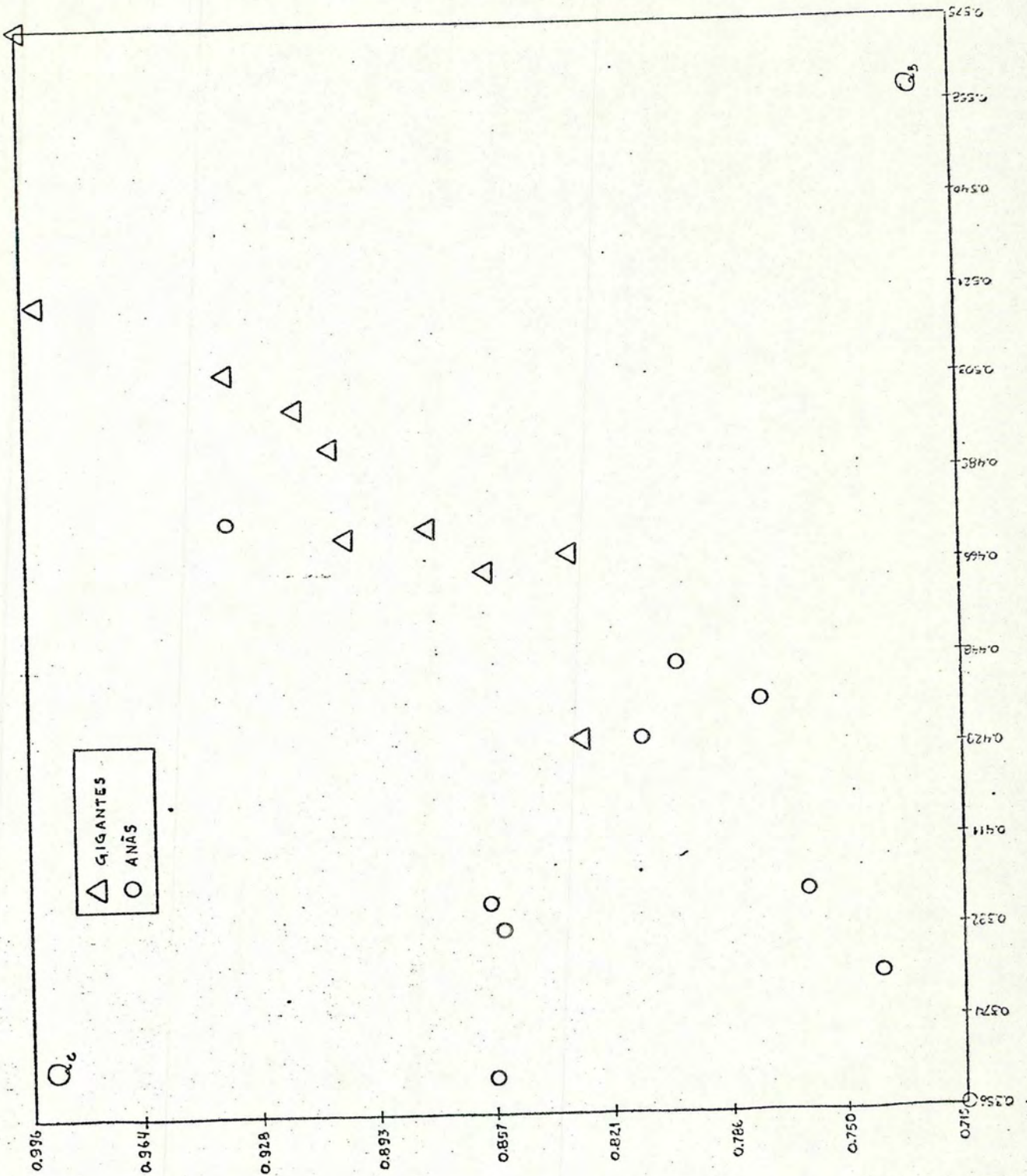


Gráfico 24: $Q_c \times Q_b$ (observacional)

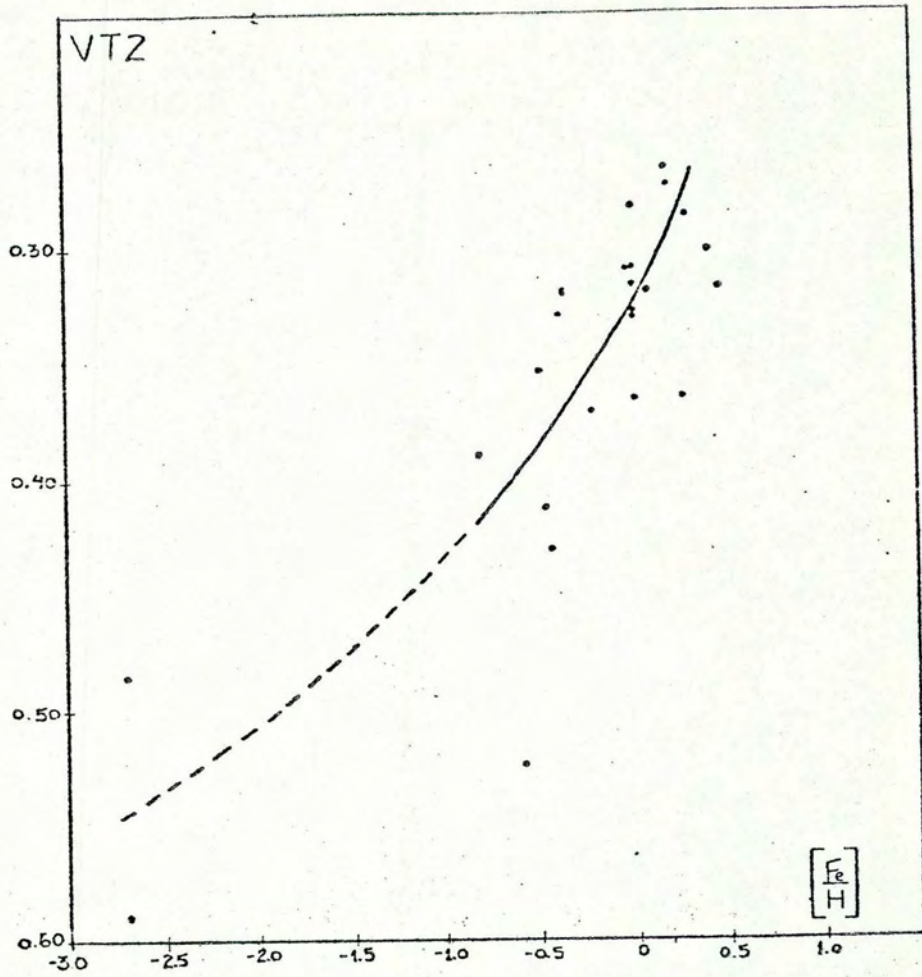


Gráfico 25: VT2 × [Fe/H] (observacional)

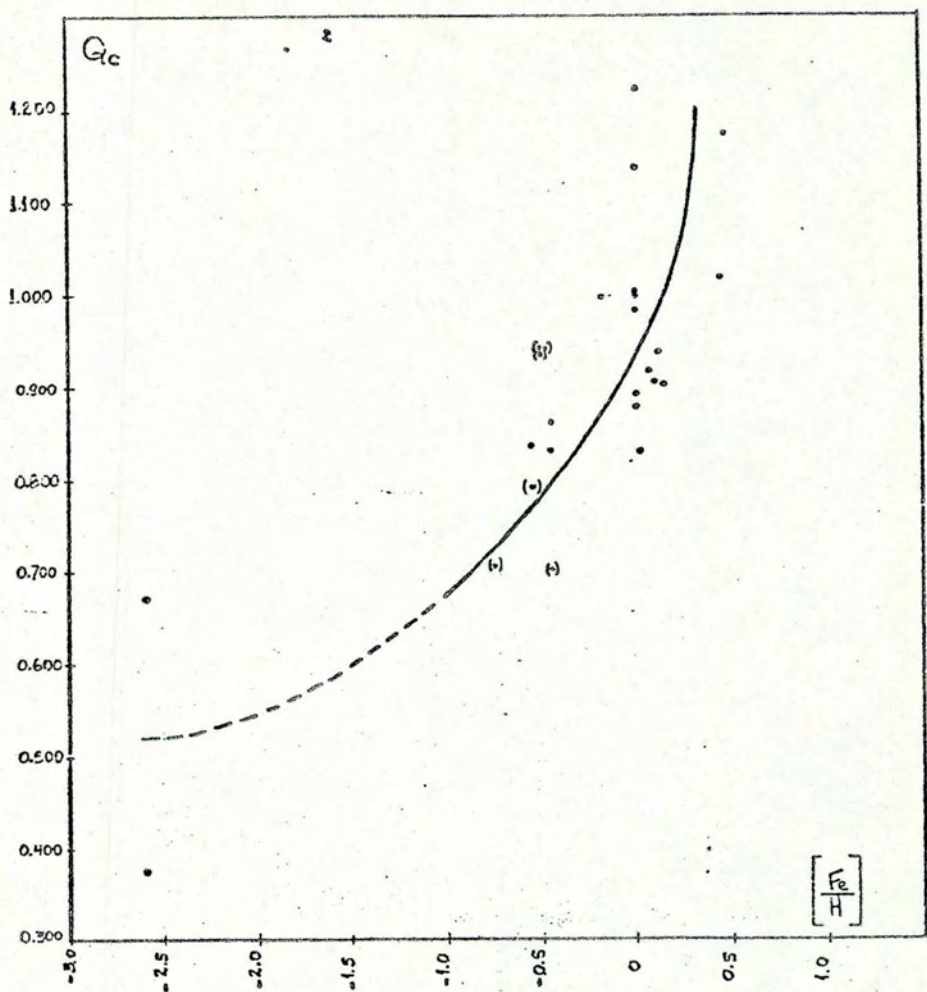


Gráfico 26: $Q_c \times [Fe/H]$ (observacional)

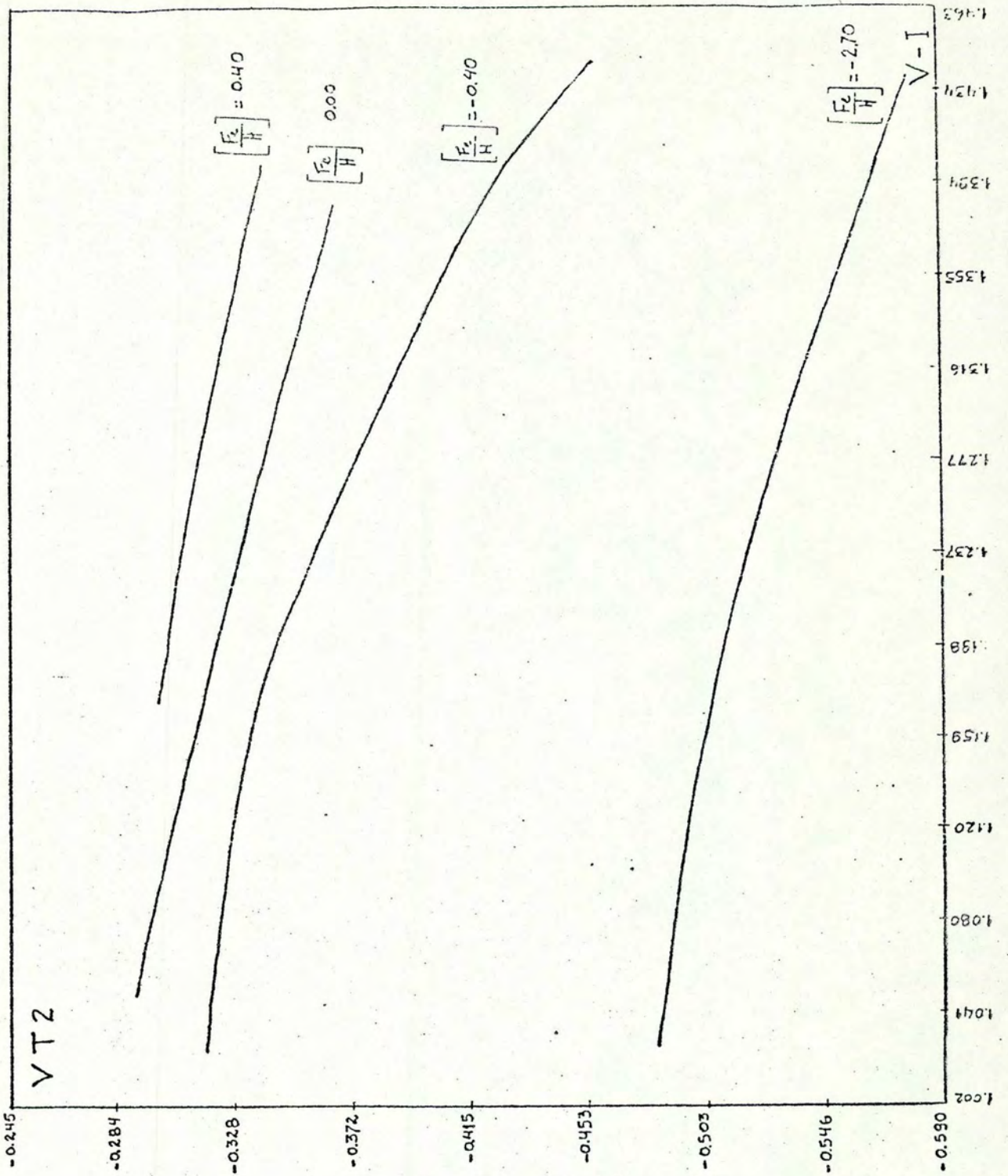


Gráfico 27: Linhas de $[Fe/H]$ constante em $VT2 \times V-I$

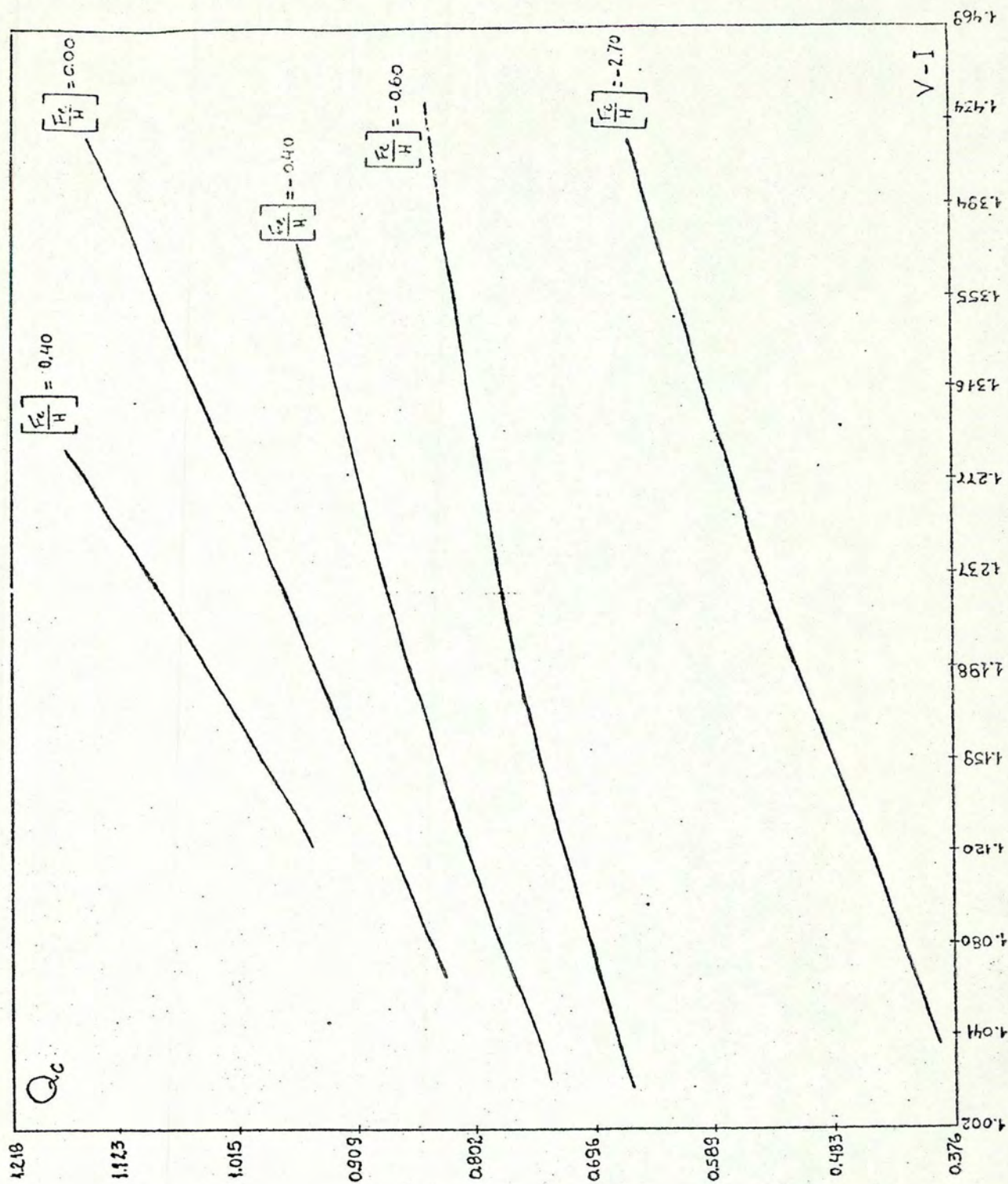


Gráfico 28: Linhas de $[Fe/H]$ constante em $Q_c \times V-I$

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ALLEN, C.W. Astrophysical quantities. 3.ed., London, Athlone, 1973.
- BELL, R.A.; GUSTAFSSON, B. 1978, Astron. Astrophys. Suppl., 34, 229.
- BLANCO, V.M.; DEMERS, S.; DOUGLASS, G.G.; FITZGERALD, M.P. 1970, Publ. US Naval Obs., 21.
- CANTERNA, R. 1976, Astron. J., 81, 228.
- CIARDULLO, R.B.; DEMARQUE, P. 1979, Dudley Observatory Reports n° 14, 317.
- DEEMING, T.J. 1964, Monthly Notices Roy. Astron. Soc., 127, 494.
- EGGEN, O.J.; LYNDEN-BELL, D.; SANDAGE, A. 1962, Astrophys. J. 136, 748.
- GOLAY, M. Introduction to astronomical photometry, Dordrecht, D. Reidel, 1974.
- GRENON, M. 1978, Publ. Obs. Geneve, Ser. B, Fasc. 5.
- GUSTAFSSON, B.; BELL, R.A. 1979, Astron. Astrophys., 74, 313.
- HOFFLEIT, D. Catalogue of bright stars, 3^a ed., Yale University Obs., 1964.
- JOHNSON, H.L.; MITCHELL, R.I.; IRIARTE, B.; WISNIEWSKI, W.Z. 1966, Commun. Lunar Planet. Lab. 4, n° 63.
- KENDALL, M.G. A course in multivariate analysis, London, Griffin & Co., 1957.
- KUNKEL, W.E.; RYDGREN, A.E. 1979, Astron. J., 84, 633.
- MILLER, J.; MATHEWS, W. 1972, Astrophys. J., 172, 593.
- OKE, U.B. 1964, Astrophys. J., 140, 689.

RIDGWAY, S.T. et al. 1980, Astrophys. J., Jan. 1.

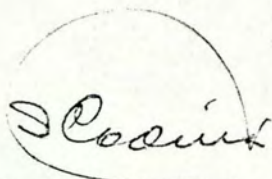
SCHULTZ, G.V.; WIEMER, W. 1975, Astron. Astrophys., 43, 133.

SEARLE, L.; ZINN, R. 1978, Astrophys. J., 225, 357.

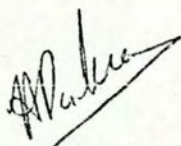
VAUCOULEURS, G. de; VAUCOULEURS, A. de. Reference catalogue of
bright galaxies, Austin, The University of Texas, 1964.

WILSON, O.C. 1976, Astrophys. J., 205, 823.

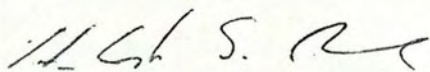
Tese apresentada ao Departamento de Física
da PUC/RJ, fazendo parte da banca examinad
dora os seguintes professores:



Said J. Codina Landaberry (Orientador)
Instituto Astronômico e Geofísico - U.S.P.



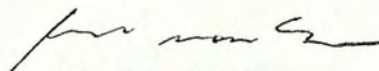
José Antônio de Freitas Pacheco
Observatório Nacional do Rio de Janeiro



Humberto Siqueira Brandi
Departamento de Física - PUC/RJ

Visto e permitida a impressão.

Rio de Janeiro, 27 de junho de 1980.



Arndt von Staa
Coordenador dos Programas de Pós-Graduação
e Pesquisas do Centro Técnico Científico