

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

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DETALHADA
DO GRUPO CINEMÁTICO URSA MAIOR

Gustavo Dopcke

2009



Análise Espectroscópica Detalhada
do Grupo Cinemático Ursa Maior

Gustavo Dopcke

Dissertação de Mestrado apresentada ao programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório do Valongo da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientado por Gustavo Frederico Porto de
Mello

Rio de Janeiro

Abril de 2009

Agradecimentos

Agradeço especialmente ao meu orientador Gustavo F. Porto de Mello por todo apoio e orientação. Sempre presente, disposto à discussão dos assuntos pertinentes ao mestrado e dando o suporte necessário para a realização do trabalho de forma tranqüila e com as palavras certas para motivar a pesquisa científica. Sua calma e disposição a ensinar sempre foram estimulantes ao questionamento e á busca pelo conhecimento e isso refletiu certamente de forma positiva para engrandecer o produto deste trabalho.

Obrigado a minha mãe Helena, meu pai Edgar, meu irmão Jonas e minha irmã Ingrid pelo apoio incondicional, sem esta criação, atenção e amor nada disso seria possível.

Aos colegas do mestrado: Marcelo, Eduardo, Andrés, Letícia, Felipe, Iker, Álvaro, Théo, Alberto e Molina pela amizade. Que proporcionou um clima descontraído, nos almoços, nos cafés às cinco da tarde, nas fugas ao bar do espanhol, nas idas às praias, às festas e nos bons momentos imprescindíveis para estes dois anos felizes da minha vida. Por tudo isso, obrigado!

Gostaria de agradecer aos meus amigos Denise, Marcelo e Patrícia pelas conversas demoradas, jantares e festas. Obrigado por me tirar do superficial e alterar meu modo de ver a vida.

Obrigado a minha namorada, Pilar, pela paciência, pelo amor e pela amizade. Obrigado também pelas dicas e correções.

Obrigado ao meu avô, Erico Ortlieb, pela influência na minha formação, levando ao gosto pela descoberta e tornando interessante e divertido o conhecimento.

Obrigado aos outros colegas de sala: Raquel, Diego, Tales e Thaíse pela convivência amistosa proporcionando um ambiente tranqüilo e estimulante à pesquisa.

Obrigado aos outros colegas Samantha, Carol, João, João, Flavinha, Caio, Bel, Turi, Elton, Ju e Priscila, pelas festas, fugas ao espanhol, noites na Lapa, etc.

Obrigado a todos os outros alunos, funcionários e professores do Observatório do Valongo pela simpatia e gentileza.

Obrigado especial aos professores Hélio, Heloísa e Denise por servirem de exemplo para o meu futuro profissional.

Gostaria de agradecer a Christopher Sneden, colaborador que gentilmente observou os espectros no observatório McDonald e os cedeu para que fossem analisados por mim.

Agradeço também à UFRJ e ao Observatório do Valongo por fornecer a infra-estrutura, excelentes professores e o material técnico necessário para o trabalho de pesquisa desenvolvido, cumprindo belamente o papel de uma instituição pública de ensino superior, com todas as características do público, gratuito e de qualidade, no ensino e na pesquisa.

Agradeço ao CNPq/CAPES pelos dois anos de bolsa, sem os quais não seria possível me dedicar exclusivamente a este trabalho.

Resumo

Análise Espectroscópica Detalhada do Grupo Cinemático Ursa Maior

Gustavo Dopcke

Orientado por Gustavo Frederico Porto de Mello

Resumo da dissertação de Dissertação de Mestrado apresentada ao programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório do Valongo da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Grupos cinemáticos estelares são conjuntos de estrelas que possuem os mesmos vetores de velocidade espacial galáctica. Também se espera que estes conjuntos de estrelas compartilhem a mesma idade e metalicidade, uma vez que se formaram em proximidade em distância e tempo e da mesma nuvem molecular. É amplamente aceito que a maioria das estrelas de campo se forma em aglomerados ou associações contendo milhares de membros. Estes aglomerados e associações rompem-se com o tempo, devido a forças de maré galáctica ou a encontros com nuvens moleculares gigantes, deixando para trás um grupo de estrelas com propriedades cinemáticas similares. Esses grupos constituem um elo entre sistemas gravitacionalmente coesos, como os aglomerados abertos, e as estrelas de campo. A existência física desses grupos não tem sido fácil de comprovar, uma vez que, além da identidade cinemática, uma origem comum preconiza uma composição química semelhante.

O Grupo Ursa Maior, com $[Fe/H]$ aproximadamente solar e idade de aproximadamente 400 milhões de anos, teve sua existência física sugerida por um padrão semelhante de composição química em algumas estrelas componentes, com excessos de Sr, Y, Zr e Ba e deficiência de Cu. Nesse trabalho, apresento resultados de uma análise fotométrica, espectroscópica e evolutiva de 20 membros prováveis do Grupo Ursa Maior, comparados com

uma amostra de 8 estrelas jovens do campo. Mostro que a fotometria UBV, uvby e Tycho do Grupo aponta claramente em favor de uma existência física, com uma boa definição de uma única ZAMS para os membros não evoluídos do Grupo. Mostro também que a solução simultânea das temperaturas efetivas das estrelas em função da metalicidade e das cores, e a minimização de seus desvios quadráticos em relação a seqüências evolutivas teóricas, aponta para uma metalicidade de $-0.05 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.05$.

Determinei também os parâmetros atmosféricos iterativamente com base nos equilíbrios de excitação e ionização de um grande número de linhas do Fe I e II. Os resultados mostram que existe uma clara tendência das estrelas jovens de possuírem abundâncias elevadas de bário. Esse efeito poderia ser causado pela evolução química da Galáxia, uma vez que, sendo o bário um elemento secundário, sua razão de abundância em relação ao ferro deve aumentar com a metalicidade.

Obtivemos para toda a amostra, abundâncias de C, Na, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Fe, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Sm, Gd e Eu. Existe claramente um núcleo cinemático do Grupo Ursa Maior no espaço de velocidades U, V e W. Quinze estrelas podem ser consideradas química e cronologicamente homogêneas dentro das incertezas da análise. Mas não foi possível diferenciar estas estrelas do padrão de abundâncias das estrelas jovens de campo. Concluo que o Grupo UMa tem existência física e identidade em idade e $[\text{Fe}/\text{H}]$, mas a abundância de Ba acima da solar parece ser um padrão comum a todas as estrelas jovens e portanto a distribuição de abundâncias do Grupo não parece se diferenciar das estrelas jovens do campo.

Abstract

A DETAILED SPECTROSCOPY ANALYSIS OF THE URSA MAJOR KINEMATICS MOVING GROUP

Gustavo Dopcke

Orientador: Gustavo F. Porto de Mello

Dissertação de Mestrado apresentada ao programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório do Valongo da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia

Stellar Kinematics Groups (SKG) are groups of stars that share the same vectors in the galactic velocity-space. It is also expected that they share the same age and metallicity, once they are formed closely in distance and time on the same molecular cloud. It is widely accepted that most of the field stars are formed in clusters or star-associations containing thousands of members. This clusters or star-associations disrupt during time, due to galactic tidal forces or to encounters with giant molecular clouds, leaving back a group of stars sharing similar kinematics properties. These groups constitute a gap between gravitational cohesive systems, with the open clusters, and the field stars. The physical existence of these groups has not been easy to prove, once, besides kinematics cohesion, a common origin implies in a similar chemical composition.

The Ursa Major Group, with approximately solar $[Fe/H]$, and age of 400 million years, has its physical existence suggested by a common chemical composition standards in some of its compound stars, with excess of Sr, Y, Zr, and Ba and deficiency in Cu. This anomaly could be primeval or due to the Group's youngness, because there are evidences that young stars have Sr, Y, Zr, and Ba excess, and Cu deficiency. In this work, I present results of a photometric, spectroscopic and evolutionary analysis for 20 probable member of the Ursa Major Group, compared with a sample of 8 young field stars.

I show that the UBV, uvby e Tycho photometry for the group points clearly in favor of a physical existence, defining only one ZAMS for its non-evolved members. I show also that simultaneous solution for the effective temperatures for the stars as a function of metallicity and the colors, and the square deviation minimization related to theoretical evolutionary sequences, points to a metallicity of $-0.05 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.05$.

I have determined also atmospheric parameters iteratively based on the excitation and ionization equilibrium for a great number of Fe I and II lines. The results show a clear tendency for young stars to be rich in Ba. This effect could be due to the galactic chemical evolution, once Ba is a secondary element, and its abundance rate relatively to Fe might grow with metallicity. I have obtained for all the sample, abundances of C, Na, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Fe, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Sm, Gd, and Eu. Clearly it exists a kinematics nucleus for UMa Group on the U, V and W velocity-space. Fifteen stars may be considered chemically and chronologically homogeneous, in between the uncertainty for the analysis. But it was not possible to differentiate these stars from the abundance standard for young field stars. I conclude that the UMa Group really exists physically and has identity in age and $[\text{Fe}/\text{H}]$, but the abundance for Ba above the solar one seems to be a standard for all young stars, and then the Group's abundance distribution seems not to differ from field young stars.

Índice

Agradecimentos	I
Resumo	III
Abstract.....	V
Índice	VII
Lista de Figuras	IX
Lista de Tabelas	XII
Lista de Notações e Abreviações.....	XVII
1 – Introdução	1
2 – Grupos Cinemáticos Estelares	4
2.1 – Pertinência ao grupo	4
2.1.1 – Cinemática	4
2.1.2 – Outros métodos para determinar pertinência ao Grupo.....	5
2.2 – Análise de pertinência espectroscópica	8
2.3 – Pertinência Final ao Grupo	8
3 – Observações e Reduções	10
3.1 – Observações.....	10
3.2 – Reduções.....	12
3.2.1 – Média das imagens	13
3.2.2 – Correção de overscan.....	15
3.2.3 – Trimming	17
3.2.4 – Subtração da luz espalhada.....	19
3.2.6 – Divisão pelo Flat-Field	21
3.2.7 – Extração das ordens	23
3.2.8 – Calibração em Comprimento de onda	25
3.2.9 – Edição do cabeçalho das imagens	27
3.2.10 – Atribuindo a escala de comprimento de onda à imagem.....	28
3.2.11 – Correção Doppler	29
3.2.12 – Normalização.....	32
4 – Análise Fotométrica da Metalicidade do Grupo.....	34
4.1 – Fontes dos Dados.....	34
4.2 – Cálculo da Temperatura Fotométrica e Luminosidade.....	36
4.3 – Seleção de uma Sub-amostra para a Determinação Fotométrica da Razão [Fe/H] do Grupo	37
4.4 - Determinação da Razão [Fe/H] do Grupo.....	41
5 – Análise Espectroscópica	43
5.1 – Mecanismos de Alargamento das Linhas	44
5.2 – Seleção de Linhas	48
5.3 – Medida de Linhas	51
5.4 – Testes	52
5.5 – Modelos	55
5.6 – Parâmetros Atômicos.....	58
5.6.1 – Estrutura Hiperfina	59
5.7 – Parâmetros Atmosféricos.....	60
5.7.1 – Metalicidade	60
5.7.2 – Temperatura Efetiva	60
5.7.3 – Velocidade de Microturbulência	63
5.7.4 – Gravidade Superficial	63
5.7.5 – Teste Estatístico Sobre as Abundâncias	64

5.7.6 – Parâmetros Atmosféricos Encontrados.....	65
5.8 – Estimativa dos Erros.....	67
6 – Resultados.....	70
6.1 – Abundâncias	70
6.2 – Análise Cinemática.....	86
6.3 – Análise Química – Identidade em Metalicidade.....	91
6.4 – Análise Evolutiva	93
6.5 – Análise Química – Identidade Nucleossintética.....	98
7 – Conclusões e Perspectivas	103
Apêndice – Calculando os componentes do espaço de velocidades galácticas.....	107
Bibliografia.....	110

Lista de Figuras

Figura 1 - Espectro bruto de HD 26913 mostrando o sentido da dispersão e 4 ordens. A partir das colunas 2050 vemos a região do "overscan" onde a contagem está em torno de valores muito baixos.

Figura 2 - Espectro de HD 26913 mostrando a estrutura de ordens do espectro echelle no sentido perpendicular a dispersão espectral.

Figura 3 – Arquivo contendo o nome das imagens de flat-field utilizado para obter a média deste.

Figura 4 - Espectro de HD 20630 mostrando a correção de "overscan", observe que as contagens a partir da coluna 2050 estão com valor zero.

Figura 5 - Imagem de HD 20630 depois da tarefa "trimming". Observe que em comparação com a fig. 11 o número de colunas foi reduzido e as ordens que aparecem nesta figura serão de fato utilizadas.

Figura 6 - Espectro de HD 20630 com a luz espalhada subtraída. Veja que os pontos entre ordens têm valor zero de contagem.

Figura 7 - Imagem de "flat field" média da primeira noite, já corrigida de "over scan", transposta, e cortada e corrigida do bias.

Figura 8 - Espectro de HD 20630 mostrando a abertura 21 e a linha de H α . Como esta ordem, obteve-se 61 ordens no total, mas nem todas foram utilizadas no estudo.

Figura 9 - Espectro média da lâmpada de tório-argônio da terceira noite mostrando as estruturas. Cada linha vertical indica uma identificação que irá gerar a calibração em comprimento de onda já mostrada.

Figura 10 - Velocidade radial calculada, pelo desvio Doppler, a partir de várias linhas de absorção com centros conhecidos.

Figura 11 - Diagrama HR com linhas evolutivas para estrelas de massa determinada e [Fe/H] igual a 0,05. Os objetos mostrados são da amostra, sem incluir as ativas. Os objetos marcados como "Evoluída" são as estrelas que já saíram da linha de idade zero para estrelas da seqüência principal e as marcadas como "Baixa Massa" são as que são muito frias, mas os modelos teóricos têm problemas neste domínio.

Figura 12 - Seqüência mostrando como a posição das linhas evolutivas para uma massa determinada variam em função da metalicidade e como os objetos se distanciam dos pontos iniciais destas linhas evolutivas – ZAMS.

Figura 13 - Gráfico da soma das distâncias normalizada para os objetos dentro do escopo da análise.

Figura 14 - Distância quadrática em relação à ZAMS em função da razão [Fe/H] para os objetos da amostra classificados por King et al como "Y" ou "Y?" em relação a pertinência ao Grupo Ursa Maior.

Figura 15 - Espectro mostrando uma linha de absorção e a gaussiana ajustada. No detalhe é mostrada a largura equivalente (LE_{λ}), a largura a meia altura (FWHM) e profundidade (pl). A área do retângulo (A) a esquerda é a mesma da gaussiana ajustada.

Figura 16 - "Figura 3.4: Ajuste LE_{nosso} vs. LE_{Voigt} ." de Di Bartolo (2005) mostrando a relação suas medidas utilizando redução para perfis Gaussianos e entre as linhas medidas por Meylan et al (1993), para perfis de Voigt.

Figura 17 - Comparação das medidas de LE para HD 20630 entre os dados de Di Bartolo (2005) e os deste trabalho para obtenção da equação de transformação.

Figura 18 – Uma curva de crescimento geral para o Sol. (Figura de Aller et al 1971). As regiões assinaladas são alterações minhas a figura.

Figura 19 - Histograma do FWHM médio para os objetos da amostra.

Figura 20 - Arquivo "master.txt" contendo o parâmetro de cursor para a tarefa "bplot" do IRAF.

Figura 21 - Teste $FWHM/\lambda$ vs W_λ mostrando as linhas que foram eliminadas neste teste. As marcadas em azul tiveram suas medidas revistas, o que serviu para corrigir o arquivo de cursor. As linhas circuladas em vermelho apresentavam desacordo com o esperado e foram eliminadas.

Figura 22 - Resultado das exclusões sucessivas das linhas fora do intervalo da média $\pm 2\sigma$, gerando o conjunto de linhas utilizados para a análise.

Figura 23 - Teste de W_λ/λ vs Profundidade para HD 20630. A linha pontilhada se refere a regressão linear e a azul ao intervalo de 95% de confiança. As linhas fora deste intervalo foram eliminadas no teste.

Figura 24 - Teste de W_λ/λ vs profundidade para HD 20630 após eliminar as linhas que estavam fora do intervalo de 95% de confiança.

Figura 25 - $[Fe/H]$ para as linhas do Fe I em função da LE para HD 131156 em $T_{ef} = 5.600$ K. A regressão linear está em vermelho e o intervalo de 95% de confiança em azul.

Figura 26 - $[Fe/H]$ para as linhas do Fe I em função da LE para HD 131156 em $T_{ef} = 5.500$ K. A regressão linear está em vermelho e o intervalo de 95% de confiança em azul.

Figura 27 - $[Fe/H]$ para as linhas do Fe I em função da LE para HD 131156 em $T_{ef} = 5.700$ K. A regressão linear está em vermelho e o intervalo de 95% de confiança em azul.

Figura 28 - Teste para a variação da razão $[Fe/H]$ em função da LE para cada linha de Fe I. As linhas fora do intervalo de 95% de confiança serão excluídas e o teste será refeito até que não haja nenhuma linha fora de tal intervalo.

Figura 29 - Evolução da figura anterior mostrando o erro padrão 60% menor do que antes da exclusão das linhas fora do intervalo de confiança.

Figura 30 - Gráfico mostrando as abundâncias referentes às linhas de Fe I e II para uma gravidade superficial 0,125 maior do que a encontrada levando a uma diferença de abundância igual à dispersão nas abundâncias calculadas a partir das linhas de Fe II. Assim obtemos a incerteza associada à gravidade superficial.

Figura 31 - Abundâncias dos elementos relativos ao Fe - $[x/Fe]$ - com barras mostrando o desvio padrão das medidas para toda a amostra.

Figura 32 - Velocidades U e V para as estrelas da amostra.

Figura 33 - Velocidades V e W para as estrelas da amostra.

Figura 34 - Velocidades U e V para as estrelas da amostra dividida em 3 grupos. As duas elipses estão centradas nas médias do grupo em preto e possuem eixos de 2σ e 3σ .

Figura 35 - Velocidades U e W mostrando o grupo cinemático com elipses de 2σ e 3σ .

Figura 36 - Histograma mostrando o número de objetos por intervalo de metalicidade do núcleo cinemático.

Figura 37 - Diagrama HR com linhas evolutivas para $[Fe/H]$ igual a 0,20. As linhas pontilhadas são as ZAMS.

Figura 38 - Diagrama HR como linhas evolutivas para diversas massas e $[Fe/H]$ igual a 0,10. As linhas pontilhadas são as ZAMS.

Figura 39 - Mesmo que a figura anterior, mas com linha evolutiva para 3,6 massas solares, possibilitando mostrar HD 85444, que não foi exibida no diagrama anterior. Observe que se pôde determinar a idade com alta confiança já que a linha evolutiva tem alta resolução em idade para esta massa, nesta região do diagrama.

Figura 40 - Diagrama HR com linhas evolutivas para a $[Fe/H]$ zero. Mostramos também a posição do sol. As linhas pontilhadas são as ZAMS.

Figura 41 - Diagrama HR com linhas evolutivas para $[Fe/H]$ igual a $-0,10$.

Figura 42 - Diagrama HR com linhas evolutivas para $[Fe/H]$ igual a $-0,10$ e linhas evolutivas para massas entre 1,8 e 3,6 massas solares. Também foi possível determinar a idade dos objetos com mais precisão visto que as linhas evolutivas têm maior resolução em idade nesta região.

Figura 43 - Diagrama HR com linhas evolutivas para metalicidade igual a $-0,20$, truncadas em 12 bilhões de anos.

Figura 44 - Gráfico das médias das abundâncias dos elementos agrupadas por identidade nucleossintética para todos objetos da amostra. Os números das legendas se referem ao HD de cada estrela e ordenam a exibição.

Lista de Tabelas

Tabela 1 – Lista de arquivos dos espectros.

Tabela 2 – Índices de cor ($B - V$), ($b - y$) e ($B_T - V_T$) utilizados na análise.

Tabela 3 - Classificação da amostra seguindo os critérios de Soderblom e Mayor (1993) - SM93 - e King et al (2003) - Cinemáticos, Fotométrico e Final. Os objetos marcados como “ativa”, não possuíam classificação pelos autores e foram usadas como grupo de controle.

Tabela 4 - Modelo de Atmosfera para o Sol. T é a temperatura, N_H é o número de átomos de H por cm^2 , P_e é a pressão eletrônica, P_g é a do gás. τ_{5000} é a profundidade ótica para 5000\AA .

Tabela 5 - Temperatura fotométrica calculada a partir de várias cores com a dispersão.

Tabela 6 - Intervalos utilizados para o cálculo da razão sinal ruído.

Tabela 7 - Parâmetros atmosféricos encontrados. Temperatura espectroscópica, fotométrica, gravidade superficial, velocidade de microturbulência, metalicidade, dispersão nas abundâncias calculadas a partir das linhas de Fe I e II, e o número de linhas utilizadas no cálculo final dos parâmetros para Fe I e II.

Tabela 8 - Valores astrométricos das estrelas da amostra utilizados, juntamente com os valores da tabela 8, para o cálculo das velocidades galácticas U, V e W. msa = milissegundo de arco.

Tabela 9 - Movimentos próprios e velocidade radial dos objetos da amostra. Fontes: 1 - King et al. 2003; 2 - Soderblom; Mayor. 1993; 3 - Evans, D.S. 1979; 4 - Wilson, R. E. 1953. msa/a = milissegundo de arco por ano.

Tabela 10 - O grupo cinemático ordenado em metalicidade e comparado com resultados de pertinência ao grupo determinados por King et al (2003) e Soderblom e Mayor (1993) - SM93.

Tabela 11 - Resultados da análise evolutiva. Os critérios foram proximidade à linha de idade zero para a sequência principal (ZAMS). As estrelas gigantes não possuíam índices R_{HK} pois este critério não pode ser aplicado para determinar idade para este tipo de estrela. Fontes: 1 – King et al (2003); 2 – Soderblom e Mayor (1993); 3 – Wright et al (2004). Para a estrela HD 13959, usamos a temperatura fotométrica para revisar a sua metalicidade (ver seção anterior).

Tabela 12 – Grupos de identidade nucleossintética estudados.

Tabela 13 - Núcleo final de identidade cronológica, química e cinemática. A estrela HD 72905 foi reclassificada no GN 2.

Lista de Notações e Abreviações

\odot	Relativo ao Sol
π	Paralaxe
λ	Relativo ao comprimento de onda $\lambda = (\text{lambd}) \text{ \AA}$
CB	Correção Bolométrica
DRS	Data Reduction Software
EHF	Estrutura Hiperfina
ETL	Equilíbrio Termodinâmico Local
FEROS	Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph
FWHM	Do inglês Full Width Half-Maximum, i. e. largura a meia-altura
HR	Diagrama Hertzsprung-Hussel de luminosidade versus cor ou T_{ef}
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility (pacote gratuito de redução de dados)
L	Luminosidade
LE	Largura Equivalente
Log g	Logaritmo da gravidade superficial
Log gf	Logaritmo do produto do peso estatístico g pela probabilidade de transição (força de oscilador) f.
M_V	Magnitude absoluta na banda V
M_{bol}	Magnitude bolométrica
PLR	Padrão Local de Repouso
SP	Seqüência Principal
S/R	Razão sinal-ruído do espectro
T_{ef}	Temperatura Efetiva
Ubv	Cores do sistema Strömgen ubv
UBV	Cores do sistema Johnson UBV
ZAMS	do inglês Zero Age Main Sequence, i. e. estrelas da SP de idade zero

1 – Introdução

A questão de se estrelas são formadas de forma isolada ou em grandes eventos de formação estelar, dependentes do tempo e do espaço, remete às primeiras tentativas de entender e analisar o movimento e a posição das estrelas. A existência de aglomerados e sistemas estelares múltiplos indicam que pelo menos algumas estrelas se formaram em grupos. Muitos investigadores, especialmente Eggen (1965), postularam a existência de muitos Grupos Cinemáticos (GC) entre as estrelas do campo. Se a existência e pertinência ao grupo podem ser provadas, então a distância para muitas estrelas de campo contidas nestes pode ser calculada com maior precisão.

Acredita-se que Grupos cinemáticos devem obedecer pelo menos dois critérios: (1) homogeneidade cinemática e (2) homogeneidade química similar à encontrada nos aglomerados.

Como resultado de muitas investigações, a começar com Richard Proctor (1869), a existência de vários Grupos Cinemáticos Estelares tem sido fortemente estabelecida na literatura. Parte considerável da literatura diz respeito a um, o Grupo Ursa Maior, catalogado por Roman (1949) e Eggen (1958) e, mais recentemente, por Soderblom & Mayor (1993) e King (2003). Outros foram encontrados por Strömberg (1922), como a Corrente de Touro, e confirmada, por Wilson (1932). De acordo com Bok (1934), estas duas correntes devem ser resultados de quebras e cisalhamentos através de encontros com estrelas de campo e forças de maré da rotação galáctica diferencial dos núcleos dos aglomerados de Híades e Ursa Maior. O pequeno tamanho do núcleo remanescente indica uma maior idade que a do núcleo do aglomerado Híades, mais compacto, referente à corrente de Touro.

Nem todas evidências vão ao encontro da hipótese clássica de Eggen de que estes grupos cinemáticos são de fato remanescentes de aglomerados onde parte deste evaporou com o tempo.

A origem dos GC poderia ser por aprisionamento ressonante devido à barra, braços espirais, ou uma mistura dos dois. Famaey et. al. (2004) utilizou a transformada de *wavelet* para as velocidades U e V de um conjunto grande de objetos do catálogo de velocidades radiais CORAVEL, com movimentos próprios do catálogo Tycho-2 (Høg et al., 2000) e paralaxes do Catálogo

Hipparcos (ESA, 1997), para identificar os principais GC de baixa velocidade em escalas menores que 30 km/s e por subsequente comparação da localização das estrelas do GC no espaço de paralaxe com isócronas dos aglomerados referentes. Isso levou ao resultado da origem dinâmica (ressonante) dos GC Plêiades, Híades e Ursa Maior, pois a fração de estrelas que produzem a sobredensidade no espaço de velocidades superposta com as estrelas do fundo é maior que a fração de estrelas compatíveis com a isócrona do aglomerado referente.

O Grupo Ursa Maior é um grupo jovem, com aproximadamente 400 milhões de anos e, segundo Soderblom & Mayor (1993), é o “melhor caso” de grupo cinemático. Sua cinemática é distinguível das estrelas de campo jovens e de idade intermediária. Foram aplicados indicadores espectroscópicos de idade ao problema da pertinência ao grupo. As estrelas que foram julgadas por serem jovens tendo por base a análise espectroscópica, também tiveram cinemáticas mais próximas, indicando que o procedimento ajudou a isolar membros genuínos do grupo. Assim as estrelas estudadas foram classificadas por probabilidade de pertinência ao grupo em: provável, possível e improvável. Sob esta análise, foram escolhidos os objetos a serem estudados neste trabalho.

Com paralaxes mais apuradas do Catálogo Hipparcos (ESA, 1999), King et al (2003) estudou um conjunto bem maior de objetos, reexaminando pertinência, atividade e idade. Este trabalho gerou status de pertinência para 220 estrelas, produzindo uma lista final de aproximadamente 60 membros altamente prováveis, baseado em critérios cinemáticos e fotométricos.

O grupo tem um padrão semelhante de composição química em algumas estrelas componentes, com metalicidade solar, e sugeridos excesso de Ba e deficiência de Cu (Castro et al. 1999, Porto de Mello & da Silva 1997). Essa anomalia poderia ser primordial ou dever-se à juventude do grupo, pois há evidência de que estrelas jovens possuem excessos de Ba (Edvardsson et al. 1993). Por isso se faz necessária à análise química das estrelas jovens juntamente com o grupo.

Neste trabalho analiso espectros do Observatório de MacDonald, com $R = 60.000$ e $S/R > 300$, para 20 estrelas listadas por Soderblom e Mayor (1993) e 8 estrelas jovens do campo como controle. Analisamos as abundâncias dos

elementos: C, Na, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Sm, Eu e Gd. Podemos, com isso, redesenhar o diagrama HR do Grupo, com temperaturas efetivas e luminosidades mais precisas, reavaliar sua idade e obter uma resposta mais definitiva sobre a homogeneidade de sua composição química e possíveis peculiaridades.

Para isso, determinou-se, a partir de espectros, os parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, gravidade, velocidade de microturbulência e metalicidade), utilizando o equilíbrio de excitação e ionização do Fe I/Fe II, e forças de oscilador obtidas a partir do espectro de Ganimedes representando o Sol.

Uma amostra de controle de estrelas jovens foi escolhida a partir de suas altas atividades cromosféricas, o que implica juventude. Estas estrelas não são mais velhas do que as Híades (630 Mano), pelo critério cromosférico usado de $\log R'_{HK} > -4,44$ (Noyes 1984), onde R'_{HK} é o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do Ca II relativo ao fluxo bolométrico da estrela.

Utilizando paralaxes e movimentos próprios do catálogo Hipparcos, e velocidades radiais da literatura, determinamos as velocidades espaciais galácticas para todos objetos, bem como as incertezas associadas a estas determinações. Aplicou-se, sobre os resultados encontrados, uma análise estatística para encontrar um núcleo cinemático.

Sob este núcleo foram aplicados testes químicos, que determinaram um intervalo de metalicidade para o grupo, que ficou em excelente acordo com o resultado fotométrico. Depois fizemos análises evolutivas, utilizando trajetórias teóricas no diagrama HR e os índices de atividade cromosféricas R'_{HK} para objetos sob os quais a idade determinada a partir da posição no diagrama era muito imprecisa. Por fim, fizemos outro teste, agora sobre médias de abundâncias de elementos que se encontram em um mesmo grupo nucleossintético.

2 – Grupos Cinemáticos Estelares

2.1 – *Pertinência ao grupo*

Eggen (1958) investigou o espaço de fase de várias estrelas que poderiam pertencer ao então chamado Grupo Sirius, para determinar até que ponto certas estrelas, ou grupos de estrelas, compartilhavam o mesmo movimento e até que ponto certos grupos de estrelas podem ser considerados fisicamente significantes.

2.1.1 – Cinemática

Sem dúvida, a melhor forma de escolher estrelas com velocidades comuns seria examinar o vetor de velocidade espacial. Contudo, as velocidades radiais observadas, ρ_o , as duas componentes de movimento próprio, $15\mu_\alpha \cos\delta$ e μ_δ e a paralaxe, π , entram nestes vetores de uma forma complicada e irregular, fazendo qualquer suposição ser permitida por dificuldades nas incorreções observacionais.

Uma vez que a paralaxe é a maior fonte de erro ao computar o vetor de movimentos, parece aconselhável adaptar o critério para pertinência ao grupo de forma a eliminá-la seguindo o seguinte procedimento: uma vez que os componentes tangenciais de velocidade não podem ser encontrados sem o conhecimento da paralaxe, a razão das duas velocidades tangenciais, em ascensão reta e declinação, é equivalente a razão dos movimentos próprios que podem ser encontrados independentemente da distância a estrela. Esta razão dá θ_o , o ângulo da posição do movimento aparente da estrela de $\tan \theta_o = 15\mu_\alpha \cos\delta / \mu_\delta$, que pode ser comparado com θ_c , o ângulo de posição do movimento do Grupo projetado no plano tangencial. O acordo entre θ_o e θ_c juntamente àquele entre a velocidade radial observada e a computada do componente radial do movimento do grupo, provêm dois critérios pelos quais a pertinência ao grupo pode ser julgada, sem ter que recorrer à paralaxe.

Se definir A e D como sendo a direção do movimento aparente do grupo, computados da velocidade radial, movimento próprio e paralaxe da estrela, ou da convergência do movimento próprio do aglomerado que a define. Então a direção observada do movimento próprio, θ_o , do suposto membro do grupo pode ser comparada com a direção esperada, computada como se segue:

$$\cot \theta_c = \cos \theta \tan D \cos ec(A - \alpha) - \operatorname{sen} \delta \cot(A - \alpha)$$

Equação 1

O espaço de fase relativo ao Sol de α Cão Maior (Sirius) já era bem determinado em 1958 quando Eggen usou estes valores para determinar a pertinência ao Grupo:

$$A = 10^{\text{h}}44^{\text{m}}, D = -42,7^\circ, V = 18,4 \text{ km/s}, p = 0,375''.$$

Esta estrela foi incluída na maioria das listas de membros para a corrente Ursa Maior. Esta corrente mais tarde foi considerada uma extensão do então chamado aglomerado nuclear Ursa Maior. Contudo, até 1958 este “aglomerado”, distante apenas 50 ou 60 parsecs do sol, mesmo nas buscas mais extensivas não fornecia mais que uma dúzia de membros e parecia ser mais uma condensação local do que o núcleo de uma corrente.

O critério preliminar adotado para pertinência ao grupo foi: $(\theta_o - \theta_c)\operatorname{sen}\lambda < 10^\circ$; $\rho_o - \rho_c \leq 5, 6$ e 7 para velocidades radiais, do catálogo de Wilson (1953). Assim, Eggen obteve 58 estrelas aceitas como *membros prováveis* do Grupo.

Do diagrama cor-luminosidade, cinco estrelas foram distinguidas apenas pelo fato de duas caírem bem abaixo da seqüência principal padrão e as outras três acima, em regiões incomuns para a linha do resto dos membros do grupo. É possível que estas e outras não distinguidas sejam membros acidentais do grupo.

Com todos estes valores, podem-se selecionar os objetos que provavelmente pertencem ao Grupo. Alguns destes objetos possuem paralaxes bem estudadas, sendo possível a determinação do espaço de movimento relativo ao Sol, em U, V e W, que Eggen determinou como -14, 0 e -12km/s, respectivamente.

2.1.2 – Outros métodos para determinar pertinência ao Grupo.

Muito do trabalho destes anos no estudo dos Grupos Cinemáticos Estelares é atribuído a O. J. Eggen, mas em 1993 um estudo mais detalhado de Soderblom e Mayor, usando velocidades radiais Coravel, compilações de dados astronômicos e observações espectroscópicas, estudaram o Grupo Ursa Maior (doravante Grupo UMa) como um caso-teste para a autenticidade dos

Grupos. Foram usados indicadores espectroscópicos de idade, em particular índices de força de emissão cromosférica foram aplicados para os candidatos a membros. Esses autores mostraram que estrelas que possuíam parâmetros espectroscópicos relacionados à idade semelhantes, também se encontravam em cinemática e que esse encontro era melhor para estrelas do núcleo do que para a amostra inicial. Criou-se, também, uma lista de classificação dos candidatos a membros bem mais apurada do que os predecessores o fizeram. Estabeleceu-se, por fim, a idade do Grupo em 0,3 bilhões de anos e uma média de $[Fe/H]$ aproximadamente solar para os membros *bona fide*.

Neste momento a idéia de Grupo Cinemático estava associada quase que exclusivamente à evaporação de aglomerados e os objetos que compartilhavam a mesma cinemática estavam ali por mero acaso. Estrelas são formadas em aglomerados e associações, mas a maioria termina no campo. A menos que no passado a formação estelar tenha sido muito diferente da atual, estrelas nasceram em Nuvens Moleculares Gigantes. Esta progressão de coesão para dispersão resultou, provavelmente, de encontros dos aglomerados jovens com objetos massivos, o mesmo processo que produz o observado aumento da escala de altura galáctica com a idade (aquecimento do disco).

Um aglomerado desintegrando-se deve ir através de estágios intermediários até todo o grupo não poder ser identificado, ainda quem em alguma região possa-se encontrar que seus membros estão se movendo, aproximadamente, na mesma direção, com a mesma velocidade. Aglomerados dissolvem-se em uma escala de tempo de 0,2 GAnos (Wielen 1971), assim, em média, estes grupos devem ser jovens. Poucos grupos antigos poderiam ser traços de aglomerados formadores. Por volta de uma dúzia de Grupos já haviam sido identificados até 1993 (Soderblom e Mayor, 1993) na vizinhança solar: Ursa Maior, Híades, Plêiades, Lupus 630, ϵ Indi, ζ Herculis, 61 Cygni e HR 1614, σ Pup, η Cephei, Arcturus, Groombridge 1830 e Estrela Kapteyn.

Grupos Cinemáticos Estelares (GCEs) são interessantes por si só assim como sendo um “elos faltantes” entre aglomerados e estrelas de campo, e suas propriedades devem oferecer informações a respeito das forças que dissipam aglomerados. GCEs são também interessantes no estudo de evolução estelar pois seus membros estão próximos, sendo assim brilhantes, possibilitando um estudo espectroscópico mais apurado do que os componentes dos

aglomerados. Estes objetivos não têm sido bem alcançados na prática pois há dúvidas a respeito da realidade dos GCE em geral e incertezas em relação à pertinência ao grupo para estrelas individuais.

Wilson (1966) foi o primeiro a usar atividade cromosférica como indicador de pertinência quando ele a aplicou ao Grupo Híades e mostrou que a maioria dos candidatos era, provavelmente, não-membros do aglomerado pai. Soderblom e Clements (1987) aplicaram critérios espectroscópicos, assim como em Soderblom e Mayor (1993), para alguns candidatos do Grupo Híades e a maioria pareceu ter as mesmas características relacionadas à idade de estrelas do legítimo Aglomerado Híades. Boesgaard & Budge (1988) perceberam que a distribuição das abundâncias de lítio nos candidatos ao Grupo Híades, sugerindo que estes podem não ser membros.

O grupo Ursa Maior tem sido estudado por ter sido formado, aparentemente, de um aglomerado genuíno consistindo de um núcleo livre envolvido por um grupo de estrelas girando juntas na Galáxia. Mas a legitimidade do grupo como um todo não pode confirmar a pertinência de estrelas individuais, informações adicionais são necessárias. Com uma idade de apenas 0,3 Ganos, espera-se estatisticamente que apenas uma pequena fração das estrelas da vizinhança solar apresente relações de idade apenas por acaso e uma fração menor ainda possua a cinemática do grupo.

Estrelas do tipo solar evoluem muito lentamente para serem datadas por abrilhantamento evolucionário, como estrelas de grande massa o são, mas elas exibem muitas outras propriedades relacionadas com a idade. A maioria destes estão conectados de alguma forma com rotação. Se o seu campo magnético é combinado com um vento ionizado, a estrela pode perder momento angular pois o campo força a rotação conjunta do vento sobre a superfície. Isso implica que o declínio da rotação com a idade é uma consequência inexorável da evolução de uma estrela que possui um envoltório convectivo (Noyes et al, 1984).

Existem muitos observáveis que são influenciados pelo campo magnético de estrelas do tipo solar: emissão cromosférica reversa em linhas de absorção profundas (como Ca II H e K, H α ou o tripleto do Ca II), linhas de emissão da cromosfera e regiões de transição observadas no ultravioleta e emissão no raio-X da coroa estelar.

Quão realistas são as idades determinadas por emissão cromosférica (EC)? Um estudo de Soderblom *et. al.* (1991) mostra que existe uma relação determinística EC-idade, tal que EC é um indicador de juventude realista. Para várias estrelas jovens (pouco mais jovens que as Híades) a relação se desfaz pois um grande conjunto de atividades é vista em estrelas de mesma idade em um aglomerado (Simon 1990), mas estrelas jovens parecem sempre ser ativas tal que características qualitativas de atividade não são perdidas.

A abundância do lítio em atmosferas de estrelas do tipo solar também foi usada para estimar suas idades e em uma tentativa para determinar pertinência ao Grupo UMa (Soderblom 1985). Tem se tornado obvio que não se entende a depleção do Lítio em estrelas do tipo solar e que a situação está confusa, observacional e teoricamente. É menos claro, contudo, que uma grande abundância de Lítio é um condição necessária para juventude, mesmo se esta condição é necessária. Walter *et al.* (1989) examinou a emissão cromosférica e em raios-X de 18 membros candidatos ao Grupo UMa e estimou que 13 eram membros reais do grupo.

2.2 – Análise de pertinência espectroscópica

Clements e Soderblom (1987) e Soderblom e Mayor (1993) analisaram estrelas do tipo solar, onde três categorias foram estabelecidas para diferenciar os objetos quanto à probabilidade de pertencerem ao Grupo. Cada indicador foi desenvolvido de forma a dar um “voto” que poderia ser positivo, negativo ou neutro e, baseado nisso, as estrelas foram colocadas em uma das três classes. *Membro espectroscópico provável (PrS)*, *Membro espectroscópico possível (PoS)* e *Provável não-membro espectroscópico (SNM)*.

2.3 – Pertinência Final ao Grupo

A maior contribuição do artigo de Soderblom e Mayor (1993) foi a construção de uma lista para o Grupo UMa. Esta não é a lista completa, pois existem candidatos em algumas das listas de Eggen que não foram consideradas, mas estas estrelas passaram por todos os testes que as observações permitiram e foram classificadas como se segue:

Membros prováveis: Estas são estrelas para os quais cada indicador suporta a pertinência ao Grupo, que inclui: (1) As estrelas do núcleo. (2) As estrelas de tipo solar PrS, com exceção de ξ Boo. (3) Outras estrelas, como

Sirius, que tem espaço de fase bem definido e que concordam com o movimento médio do núcleo.

Membros Possíveis: Nestes casos a elipse de erro 3σ sobrepõem o movimento médio do núcleo. As estrelas PoS que tiveram cinemática em acordo com o núcleo também são incluídas aqui.

Membros Improváveis: Qualquer estrela que não entrou em nenhum dos critérios anteriores foi rejeitada como membro do Grupo UMa.

Soderblom e Mayor (1993) determinaram que uma isócrona de 300 ou 400 Manos ajusta bem o diagrama HR teórico do Grupo UMa.

King et al (2003) reexaminou pertinência, atividade e idade para o grupo, estabelecendo diversos graus de pertinência ao grupo em “Y” (membro certo), “Y?” (membro provável), “?” (membro incerto) e “N?” (provável não-membro) para uma amostra bem maior, chegando a aproximadamente 60 membros com suas classificações “Y” ou “Y?”.

A distinção dos membros por probabilidade cinemática de pertinência pode ficar mais complicada. Um trabalho recente (Vershchagin, Reva e Chupina, 2008) concluiu, a partir de uma análise estatística, que duas aparentes flutuações de densidade na distribuição de vetores espaço-velocidade relativos ao ápex, são na verdade dois grupos que representam subsistemas cinemáticos reais ao nível de confiança de 95%.

3 – Observações e Reduções

3.1 – Observações

As estrelas tiveram seus espectros obtidos por Christian Sneden, entre 27/02 e 01/03 de 1999, no Observatório McDonald, utilizando o telescópio de 2,7 metros, e o espectrógrafo Cassegrain *echelle*. Os espectros tinham resolução de $R = 60.000$ e razão sinal ruído superior a 150 e, na maioria dos casos, maior do que 300.

Entre as estrelas observadas, dez foram classificadas como ativas, vinte e sete como tendo algum grau de pertinência ao grupo e 6 estrelas quentes para verificar a presença de linhas telúricas do espectro dos objetos de interesse.

As estrelas ativas possuem atividade cromosférica ($\log R'_{HK} > -4,44$) (Noyes et al, 1984), onde R'_{HK} é o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do Ca II relativo ao fluxo bolométrico da estrela. Isto implica juventude pelo critério cromosférico. Estas estrelas não são mais velhas do que as Híades (630 Mano).

As vinte e sete estrelas com graus de pertinência ao grupo foram estudadas por Soderblom & Mayor (1993) e estão classificadas em 3 grupos: membros prováveis, possíveis e improváveis (ver 2.6.1).

As seis estrelas quentes foram observadas pois, como elas não possuem muitas linhas de absorção na região do visível, podem ser usadas para retirar linhas telúricas e também, no caso de espectros *echelle*, para definir um caminho sobre o CCD no qual a luz difratada terá máximos de intensidade.

Tabela 1 – Lista de arquivos dos espectros.

<i>Objeto</i>	<i>Tipo Espectral</i>	<i>Classificação</i>	<i>Data Obs.</i>	<i>Hora Universal</i>
HD 26913	G5IV	Membro Provável	27/2/1999	03:43:00.65
HD 39587	G0VH-03	Membro Provável	27/2/1999	04:28:41.57
HD 39587	G0VH-03	Membro Provável	27/2/1999	05:26:40.81
HD 41593	K0V	Membro Provável	27/2/1999	05:47:02.02
β CMi		Quente	27/2/1999	06:12:45.96
HD 72905	G1.5Vb	Membro Provável	27/2/1999	06:27:52.61
HD 75332	F7Vn	Ativa	27/2/1999	06:44:14.27
HD 97334	G0V	Ativa	27/2/1999	07:06:15.12
α Leo		Quente	27/2/1999	07:27:11.08
HD 109011	K2V	Membro Provável	27/2/1999	07:45:16.98
HD 109467	M6III	Membro Provável	27/2/1999	08:18:15.06
HD 109467	M6III	Membro Provável	27/2/1999	08:53:00.27
HD 110463	K3V	Membro Provável	27/2/1999	09:40:14.90
HD 115043	G1Va	Membro Provável	27/2/1999	10:41:34.21
η UMa		Quente	27/2/1999	11:00:09.97
HD 119124	F7.7V	Ativa	27/2/1999	11:08:46.63
HD 115383	G0Vs	Ativa	27/2/1999	11:27:09.68
λ Per		Quente	28/2/1999	01:37:44.16
HD 13594	F4V	Membro Provável	28/2/1999	01:53:20.79
HD 20630	G5Vv	Ativa	28/2/1999	02:10:46.01
HD 35926	B7IV	Ativa	28/2/1999	02:22:04.11
HD 26923	G0VH-04	Membro Provável	28/2/1999	02:36:32.69
HD 26923	G0VH-04	Membro Provável	28/2/1999	02:48:33.31
HD 26913	G5IV	Membro Provável	28/2/1999	03:02:23.38
HD 44762 ^a	G7II	Membro Provável	28/2/1999	03:31:24.34
HD 44762 ^a	G7II	Membro Provável	28/2/1999	03:36:46.19
HD 75605	G5III	Membro Provável	28/2/1999	03:51:38.01
HD 75605	G5III	Membro Provável	28/2/1999	04:00:25.44
λ Cma		Quente	28/2/1999	04:13:19.17
λ Cma		Quente	28/2/1999	04:19:30.27
HD 42807	G2V	Ativa	28/2/1999	04:30:00.50
HD 37394	K1V	Ativa	28/2/1999	04:51:24.46
HD 89025	F0III	Membro Provável	28/2/1999	05:11:39.63
HD 89025	F0III	Membro Provável	28/2/1999	05:17:03.37
HD 85444	G7III	Membro Possível	28/2/1999	05:58:44.16
HD 50692	G0V	Membro Improvável	28/2/1999	06:13:43.23
HD 64096	G0V	Membro Improvável	28/2/1999	06:28:16.99
HD 79028	F9V	Membro Improvável	28/2/1999	06:44:27.50
HD 81858	F9V	Membro Improvável	28/2/1999	06:57:10.71
HD 88355	F7V	Membro Improvável	28/2/1999	07:11:58.91
HD 111456	F5V	Membro Possível	28/2/1999	10:06:41.14
HD 238179	G8V	Membro Possível	28/2/1999	10:23:48.60
HD 238208	K2V	Membro Possível	28/2/1999	11:04:17.56
η UMa		Quente	28/2/1999	11:47:44.99
HD 131156 ^a	G8V	Ativa	28/2/1999	12:05:45.14
HD 131156 ^a	G8V	Ativa	28/2/1999	12:11:11.47
δ Ori A		Quente	1/3/1999	01:44:23.50
HD 11131B	G1V	Membro Provável	1/3/1999	02:01:12.03
HD 11131B	G1V	Membro Provável	1/3/1999	02:15:43.80
HD 17925	K1.5Vk:	Ativa	1/3/1999	02:36:36.20
HD 13959	K2	Membro Possível	1/3/1999	02:56:04.47
HD 38393	F6V	Membro Possível	1/3/1999	03:45:09.40
HD 38392	K2V	Membro Possível	1/3/1999	03:53:15.29
HD 45088	K0	Membro Possível	1/3/1999	04:09:45.75
δ Ori A		Quente	1/3/1999	04:30:27.61

3.2 – Reduções

Nas seções que se seguem, fazemos uma exposição detalhada da redução de espectros *echelle*, uma vez que a literatura acessível a estudantes a respeito deste tema é escassa. Para obtermos os dados de interesse a este projeto, que são as larguras equivalentes das linhas espectrais estelares, se faz necessária à redução dos dados brutos listados acima.

Estes dados foram obtidos utilizando um espectrógrafo *echelle* e se diferenciam dos espectrógrafos comuns por terem mais que uma ordem de difração exposta sobre o CCD. Essa estrutura de ordens pode ser observada nas figuras 10 e 11, onde se vê em dois cortes, no sentido das linhas e das colunas do CCD. O trabalho agora é obter, a partir destes dados, o espectro normalizado e em escala de comprimento de onda.

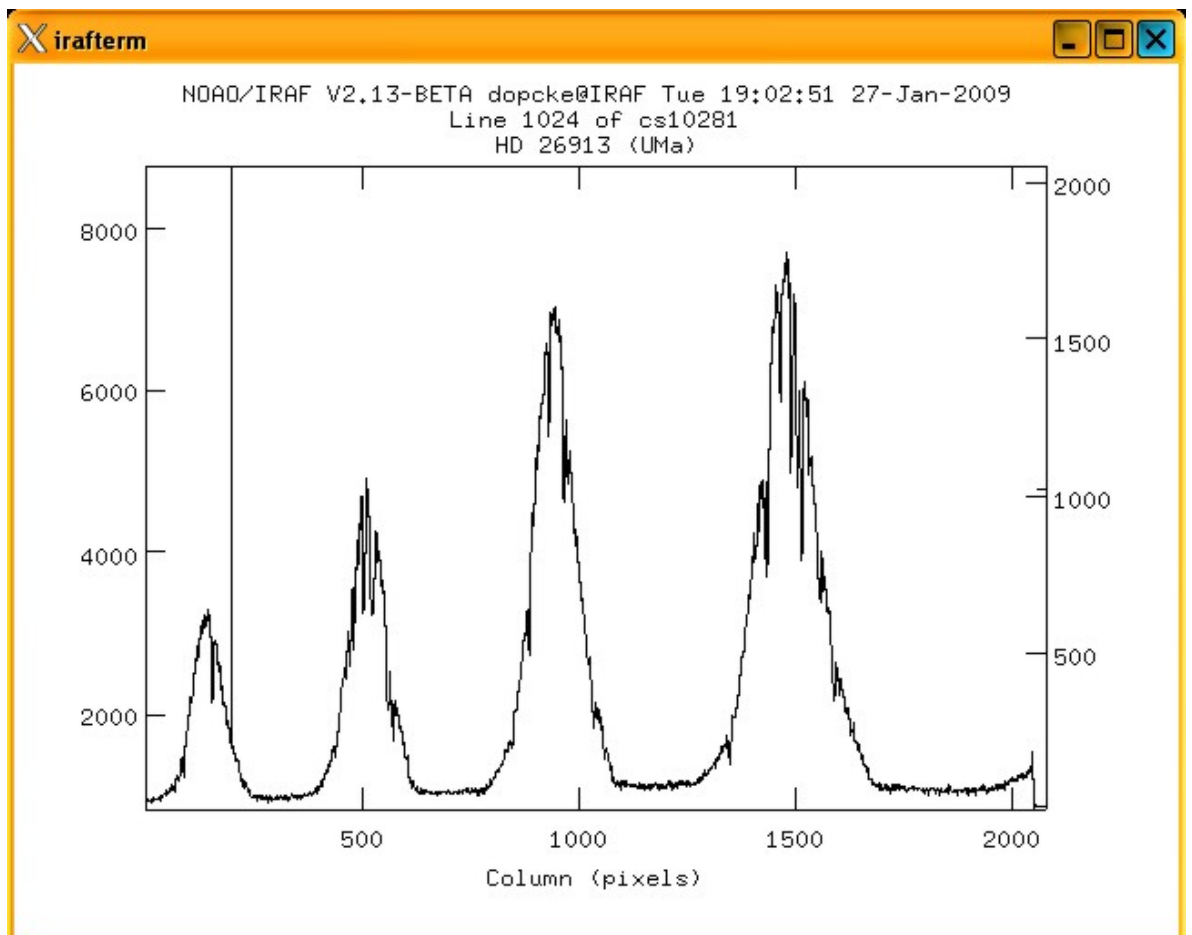


Figura 1 - Espectro bruto de HD 26913 mostrando o sentido da dispersão e 4 ordens. A partir das colunas 2050 vemos a região do "overscan" onde a contagem está em torno de valores muito baixos.

O processo de redução começa com a média dos espectros do mesmo objeto, depois correção do overscan, transposição da imagem, corte da parte útil da imagem, subtração da luz espalhada, divisão pelo flat-field, extração das ordens, calibração em comprimento de onda, correção Doppler e normalização. Todo o processo de redução foi realizado utilizando os pacotes IRAF¹.

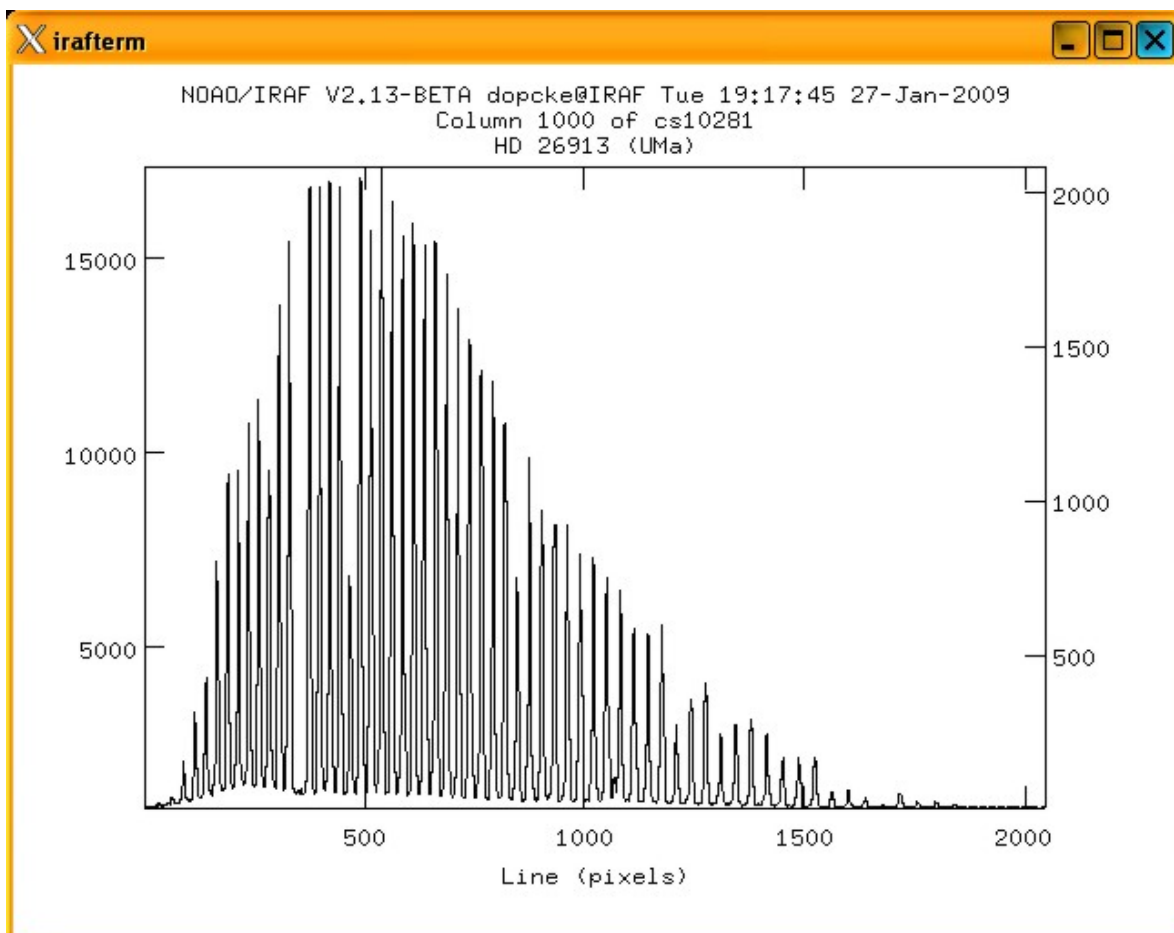


Figura 2 - Espectro de HD 26913 mostrando a estrutura de ordens do espectro echelle no sentido perpendicular a dispersão espectral.

3.2.1 – Média das imagens

O primeiro passo foi fazer médias dos espectros. Para isso utilize a tarefa “imcombine”. De fato, o melhor valor de ponderação para uma combinação de imagens, é a mediana, pois ela evita a influência de valores muito excepcionais, como as contagens provocadas por raios cósmicos, por exemplo.

¹ *Image Reduction and Analysis Facility (IRAF)* é distribuído pelo National Optical Astronomical Observatories (NOAO), que é operado pela Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), Inc., sob contrato do National Science Foundation (NSF).

Como exemplo, para fazer a média de um espectro de uma estrela com 2 imagens da HD 20630, coloquei no campo “input” o nome das imagens separadas por vírgula: “cs10321,cs10322” (nome original dos arquivos dos espectros da estrela HD 20630). No campo output escrevi “HD 20630_med”.

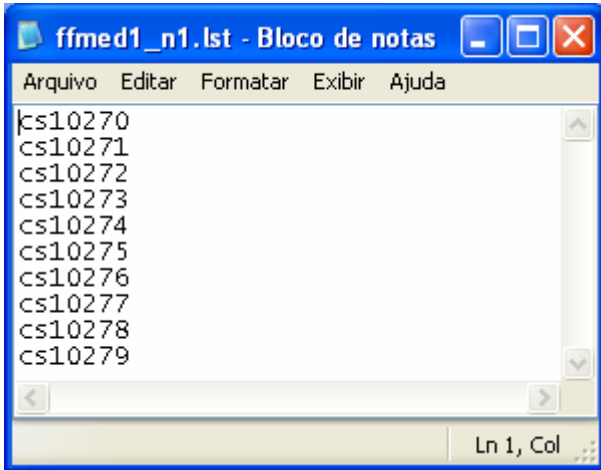


Figura 3 – Arquivo contendo o nome das imagens de flat-field utilizado para obter a média deste.

Para os flat-fields, coloquei os nomes dos arquivos que continham os espectros da primeira noite em um arquivo chamado “ffmed1_n1.lst” (figura acima) e o “input” ficou “@ffmed1_n1.lst”, já o output foi chamado de “ffmed1_n1.fits” como visto abaixo.

Tarefa: imcombine

Pacote: raiz do iraf

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = immatch
TASK = imcombine

input    =      @ffmed1_n1.lst  List of images to combine
output   =      ffmed1_n1.fits  List of output images
(headers=      ) List of header files (optional)
(bpmasks=    ) List of bad pixel masks (optional)
(rejmask=    ) List of rejection masks (optional)
(nrejmas=    ) List of number rejected masks
(optional)
(expmask=    ) List of exposure masks (optional)
(sigmas =    ) List of sigma images (optional)
(logfile=    STDOUT) Log file

(combine=    median) Type of combine operation
(reject =    sigclip) Type of rejection
(project=    no) Project highest dimension of input
images?
(outtype=    real) Output image pixel datatype
(outlimi=    ) Output limits (x1 x2 y1 y2 ...)
(offsets=    none) Input image offsets
(masktyp=    none) Mask type

```

```

(maskval=          0.) Mask value
(blank  =          0.) Value if there are no pixels

(scale  =          none) Image scaling
(zero   =          none) Image zero point offset
(weight =          median) Image weights
(statsec=          ) Image section for computing statistics
(expname=          ) Image header exposure time keyword

(lthresh=          INDEF) Lower threshold
(hthresh=          INDEF) Upper threshold
(nlow   =          1) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh  =          1) minmax: Number of high pixels to
reject
(nkeep  =          1) Minimum to keep (pos) or maximum to
reject (neg)
(mclip  =          no) Use median in sigma clipping
algorithms?
(lsigma =          3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma =          3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise=          RDNOISE) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain   =          GAIN) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise =          0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(sigscal=          0.1) Tolerance for sigma clipping scaling
corrections
(pclip  =          -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(grow   =          0.) Radius (pixels) for neighbor rejection
(mode   =          ql)

```

Como este, fiz a média de todos os espectros de um mesmo objeto para a mesma noite. Para os flat-fields e lâmpadas de tório-argônio, verifiquei se era necessário fazer uma média para a primeira parte da noite e outra para o fim ou se estes são suficientemente estáveis para fazer uma média da noite inteira. As médias da primeira parte da noite e da segunda se mostraram idênticas, optei, portanto, fazer apenas uma média para toda a noite.

Com as médias feitas, passamos para a segunda parte, a correção do overscan.

3.2.2 – Correção de overscan

Para prover uma estimativa do valor produzido por um pixel vazio ou não exposto dentro de um CCD, medidas de calibração do nível do desvio (bias) podem ser usadas. Bias ou “imagens zero” permitem medir o nível de “ruído zero” de um CCD. Para um pixel não exposto, o valor para zero fotoelétrons coletados se traduzirá, sob saída de leitura e conversão analógico-digital, em um valor médio com uma pequena distribuição em torno de zero. Para evitar números negativos nesta imagem de saída, a eletrônica do CCD é definida

para provir uma saída positiva para cada imagem acumulada. Este valor de saída, o nível médio “zero” é chamada o nível de bias.

Para obter o nível de “ruído zero” ou bias e sua incerteza associada, processos de calibração específicos são usados. Os dois mais comuns são: (1) regiões de “overscan” produzidas com cada imagem e (2) uso de imagens de bias.

Imagens de “overscan” são um número de linhas ou colunas ou ambas que são adicionadas e armazenadas para cada imagem. Estas regiões não são linhas físicas no dispositivo do CCD, mas falsos pixels adicionais gerados através do envio de ciclos adicionais do “clock” para a eletrônica de saída do CCD.

O uso de regiões de “overscan” para prover uma calibração de nível zero consiste, geralmente, em determinar o valor médio nos pixels do “overscan” e assim subtrair este número de cada pixel na imagem.

Para retirar o “overscan” das imagens, utilizei a tarefa de mesmo nome. No “input” coloquei uma lista com todas as imagens e no “output”, uma lista com os nomes correspondentes de saída. Uma boa forma de manter registro destas alterações foi adicionar ao nome do arquivo “_os” para indicar que a imagem já teve o “overscan” subtraído.

Tarefa: colbias

Pacote: noao/bias

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = bias
  TASK = colbias

input   =      cs10280.fits  Input images
output  =      thar1_n1_os.fits  Output images
(bias   =      [2050:2080,*])  Bias section
(trim   =      )              Trim section
(median =      no)           Use median instead of average in
column bias?
(interac=      yes)         Interactive?
(funcio=      spline3)     Fitting function
(order  =      15)          Order of fitting function
(low_rej=      2.)          Low sigma rejection factor
(high_re=      2.)          High sigma rejection factor
(niterat=      50)          Number of rejection iterations
(logfile=      )            Log files
(graphic=      stdgraph)    Graphics output device
(cursor =      )            Graphics cursor input
(mode   =      ql)          ql
```

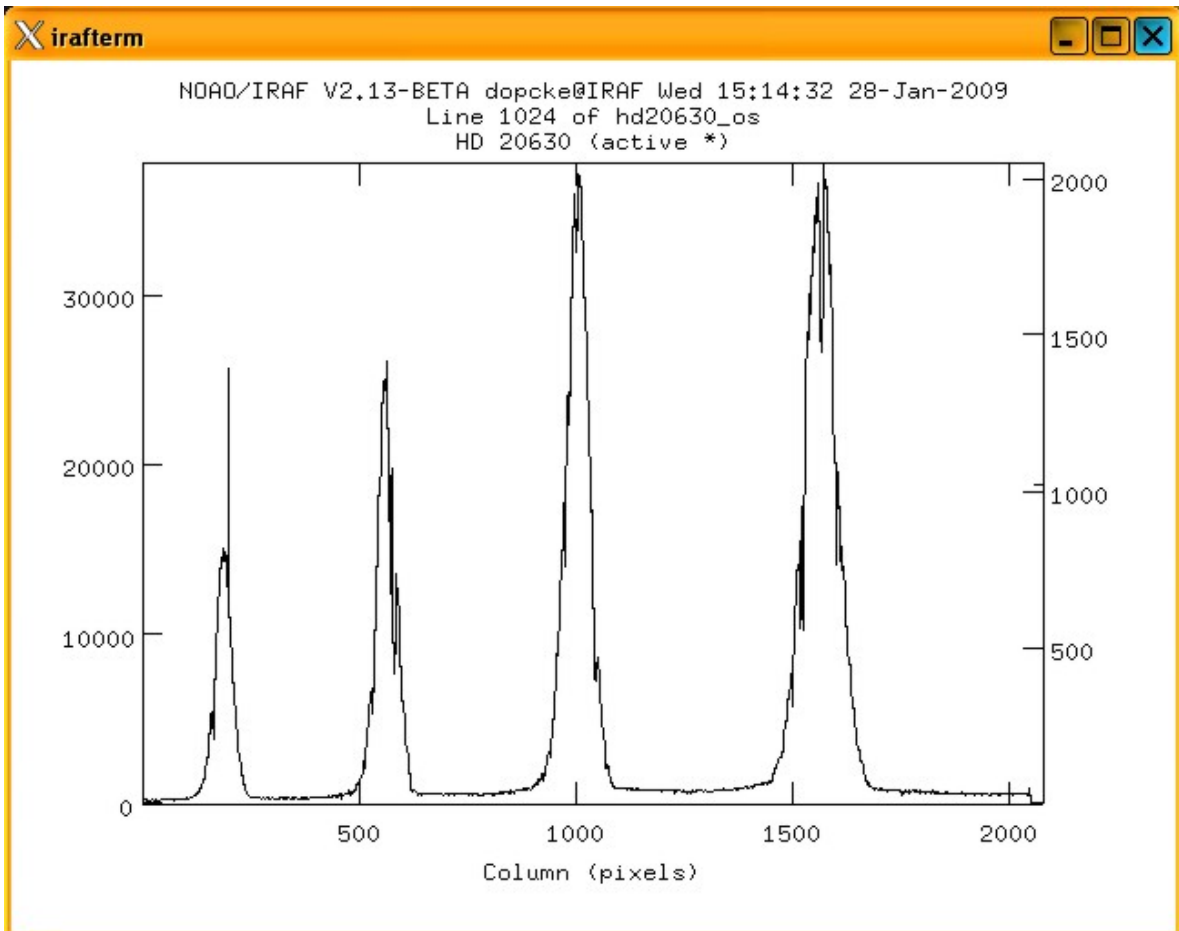


Figura 4 - Espectro de HD 20630 mostrando a correção de "overscan", observe que as contagens a partir da coluna 2050 estão com valor zero.

3.2.3 – Trimming

Existem partes da imagem do objeto que tem contagens do nível do “overscan”. Estas regiões perdem, assim, a utilidade podendo ser descartadas. Este descarte gera uma imagem que ocupa menos espaço em disco e que será processada mais rapidamente pelas tarefas subseqüentes. Para isso utilizei a tarefa “ccdproc”, utilizando a função “trimming”:

Tarefa: ccdproc

Caminho: noao/imred/ccdred

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc

images = tharl_n1_os_transp.fits List of CCD images to correct
(output = tharl_n1_os_transp_trim.fits) List of output CCD images
(ccdtype= object) CCD image type to correct
(max_cac= 0) Maximum image caching memory (in
Mbytes)
(noproc = no) List processing steps only?

```

```

(fixpix =          no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca=        no) Apply overscan strip correction?
(trim   =        yes) Trim the image?
(zero  cor=       no) Apply zero level correction?
(dark  cor=       no) Apply dark count correction?
(flat  cor=       no) Apply flat field correction?
(illum co=       no) Apply illumination correction?
(fringe=         no) Apply fringe correction?
(readcor=        no) Convert zero level image to readout
correction?
(scancor=        no) Convert flat field image to scan
correction?

(readaxi=        line) Read out axis (column|line)
(fixfile=        ) File describing the bad lines and
columns
(biassec=        ) Overscan strip image section
(trimsec=       [10:1810,33:2041]) Trim data section
(zero   =        ) Zero level calibration image
(dark   =        ) Dark count calibration image
(flat   = ffmed1_n1_os_transp_trim.fits) Flat field images
(illum  =        ) Illumination correction images
(fringe =        ) Fringe correction images
(minrepl=       100.) Minimum flat field value
(scantyp=       shortscan) Scan type (shortscan|longscan)
(nscan  =        1) Number of short scan lines

(interac=       yes) Fit overscan interactively?
(funcio=       spline3) Fitting function
(order  =       15) Number of polynomial terms or spline
pieces
(sample  =      *) Sample points to fit
(naverag=      1) Number of sample points to combine
(niterat=      1) Number of rejection iterations
(low_rej=      3.) Low sigma rejection factor
(high_re=      3.) High sigma rejection factor
(grow   =      0.) Rejection growing radius
(mode   =      ql)

```

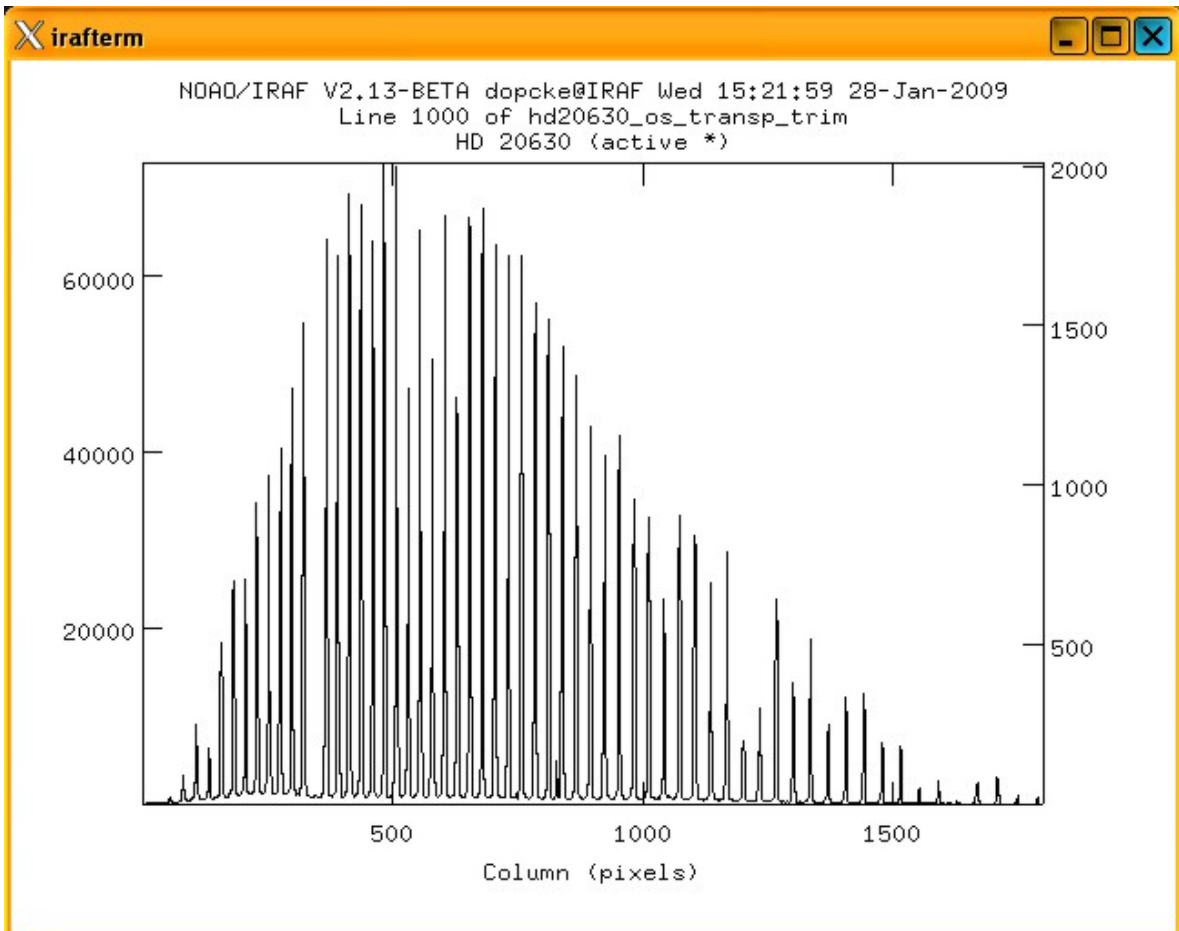


Figura 5 - Imagem de HD 20630 depois da tarefa "trimming". Observe que em comparação com a fig. 11 o número de colunas foi reduzido e as ordens que aparecem nesta figura serão de fato utilizadas.

3.2.4 – Subtração da luz espalhada

As contagens das regiões entre duas ordens adjacentes não são nulas devido à luz espalhada. Estas devem ser subtraídas dos dados, o que pode ser feito excluindo regiões das ordens do espectro no processo de subtração de uma regressão bidimensional superficial às outras regiões.

A tarefa “apscatter” é utilizada para este propósito. A lista de parâmetros para esta tarefa é dada abaixo.

Tarefa: apscatter

Caminho: noao/imred/echelle

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = echelle
TASK = apscatter

input  = HD 38393_os_transp_trim List of input images to subtract
scattered lig

```

```

output = HD 38393_os_transp_trim_scatter List of output corrected
images
(apertur= 1-62) Apertures
(scatter= ) List of scattered light images
(optional)
(referen= HD 44762a_med_os_transp_trim) List of aperture reference
images

(interac= yes) Run task interactively?
(find = yes) Find apertures?
(recente= yes) Recenter apertures?
(resize = yes) Resize apertures?
(edit = yes) Edit apertures?
(trace = yes) Trace apertures?
(fittrac= yes) Fit the traced points interactively?
(subtrac= yes) Subtract scattered light?
(smooth = no) Smooth scattered light along the
dispersion?
(fitscat= yes) Fit scattered light interactively?
(fitsmoo= no) Smooth the scattered light
interactively?

(line = INDEF) Dispersion line
(nsum = 10) Number of dispersion lines to sum or
median
(buffer = 1.) Buffer distance from apertures
(apscat1= ) Fitting parameters across the
dispersion
(apscat2= ) Fitting parameters along the
dispersion
(mode = ql)

```

As aberturas (equivalente em software das ordens espectrais) podem ser obtidas pela tarefa automaticamente e corrige-se conforme cada caso. Utilizando a tecla “d”, por exemplo, exclui-se uma abertura, “m” marca uma nova, “g” para definir automaticamente um novo centro para a abertura, “l” para marcar o início da abertura e “u” para o fim da abertura. Com as ordens marcadas, pressiona-se “q” para sair desta tarefa e iniciar a marcar o caminho iterativamente. Utilizei os seguintes parâmetros: para o número de iterações, 50 “:niterat 50”, a função para spline cúbico “:func spline3” e a ordem da função para 25 “:o 25” e, por fim, altere as linhas rejeitadas para duas vezes o desvio médio “:low 2” e “:high 2”. Depois disso usa-se “q” para passar para a próxima ordem, para as ordens de difração com contagens mais altas, o RMS ficou em torno de 0,01.

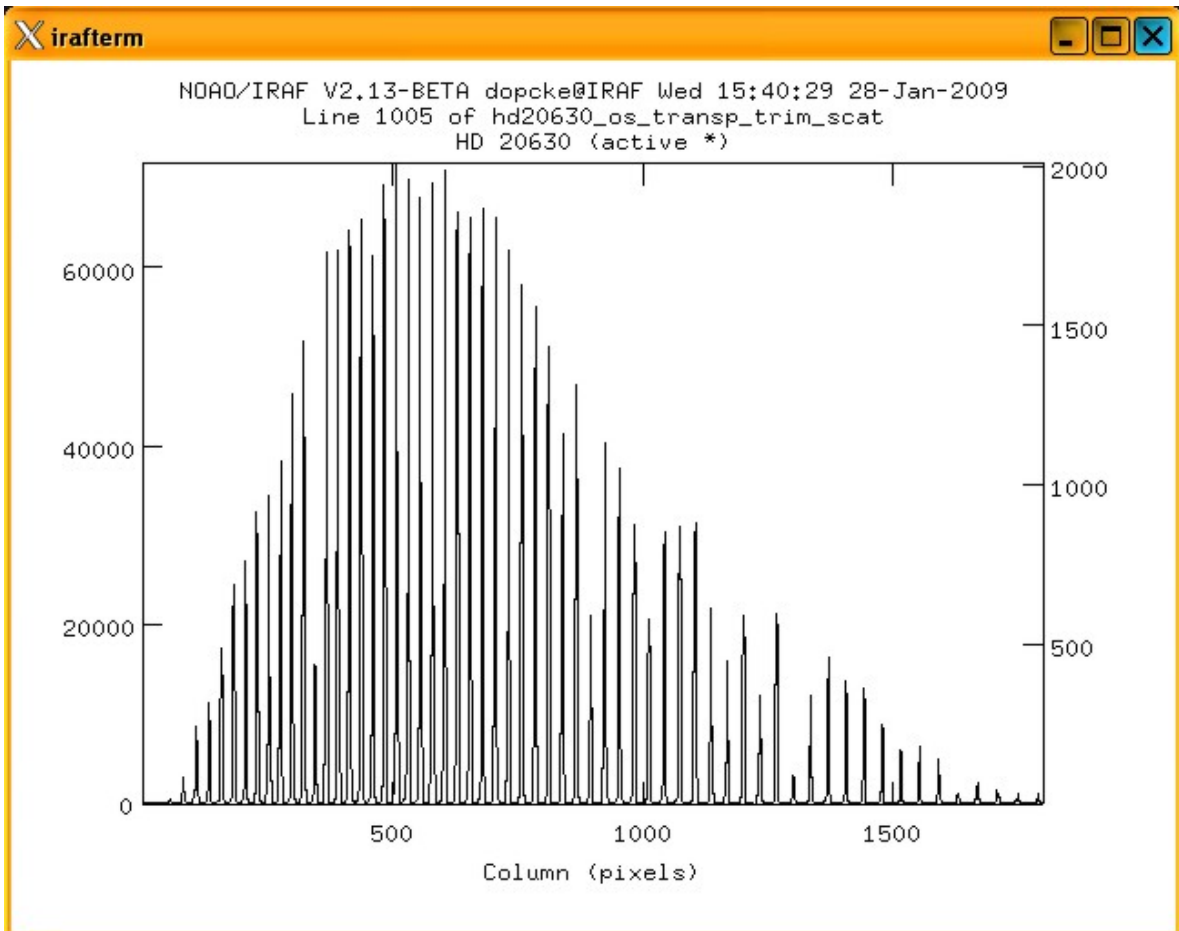


Figura 6 - Espectro de HD 20630 com a luz espalhada subtraída. Veja que os pontos entre ordens têm valor zero de contagem.

3.2.6 – Divisão pelo Flat-Field

No CCD, cada pixel tem uma pequena diferença de ganho ou valor de Eficiência Quântica (QE) quando comparados com seus vizinhos. Para nivelar a resposta relativa para cada pixel para a radiação que chega, uma imagem de “flat field” é obtida e usada para realizar a calibração. Idealmente, uma imagem de “flat field” consistiria em uma iluminação uniforme de cada pixel por uma fonte de luz de resposta ótica idêntica àquela das imagens. Quer dizer, queremos que a imagem de “flat field” seja espectralmente e espacialmente nivelada. Uma vez que a imagem de “flat field” é obtida, simplesmente se divide cada imagem por ela e, assim, removem-se variações “pixel-a-pixel”.

Para realizar a divisão pela imagem de “flat field” de cada noite, foi utilizada a tarefa “ccdproc”, função “flat field” e os parâmetros são mostrados abaixo.

Tarefa: ccdproc

Caminho: noao/imred/ccdred

I R A F

Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc

images = thar2_n1_os_transp_trim List of CCD images to correct
(output = thar2_n1_os_transp_trim_ff.fits) List of output CCD images
(ccdtype=) CCD image type to correct
(max_cac= 4) Maximum image caching memory (in
Mbytes)
(noproc = no) List processing steps only?

(fixpix = no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca= no) Apply overscan strip correction?
(trim = no) Trim the image?
(zerocor= no) Apply zero level correction?
(darkcor= no) Apply dark count correction?
(flatcor= yes) Apply flat field correction?
(illumco= no) Apply illumination correction?
(fringe= no) Apply fringe correction?
(readcor= no) Convert zero level image to readout
correction?
(scancor= no) Convert flat field image to scan
correction?

(readaxi= line) Read out axis (column|line)
(fixfile=) File describing the bad lines and
columns
(biassec=) Overscan strip image section
(trimsec= [10:1810,33:2041]) Trim data section
(zero =) Zero level calibration image
(dark =) Dark count calibration image
(flat = ffmed2_n1_os_transp_trim) Flat field images
(illum =) Illumination correction images
(fringe =) Fringe correction images
(minrepl= 1.) Minimum flat field value
(scantyp= shortscan) Scan type (shortscan|longscan)
(nscan = 1) Number of short scan lines

(interac= yes) Fit overscan interactively?
(functio= spline3) Fitting function
(order = 15) Number of polynomial terms or spline
pieces
(sample = *) Sample points to fit
(naverag= 1) Number of sample points to combine
(niterat= 1) Number of rejection iterations
(low_rej= 3.) Low sigma rejection factor
(high_re= 3.) High sigma rejection factor
(grow = 0.) Rejection growing radius
(mode = ql)

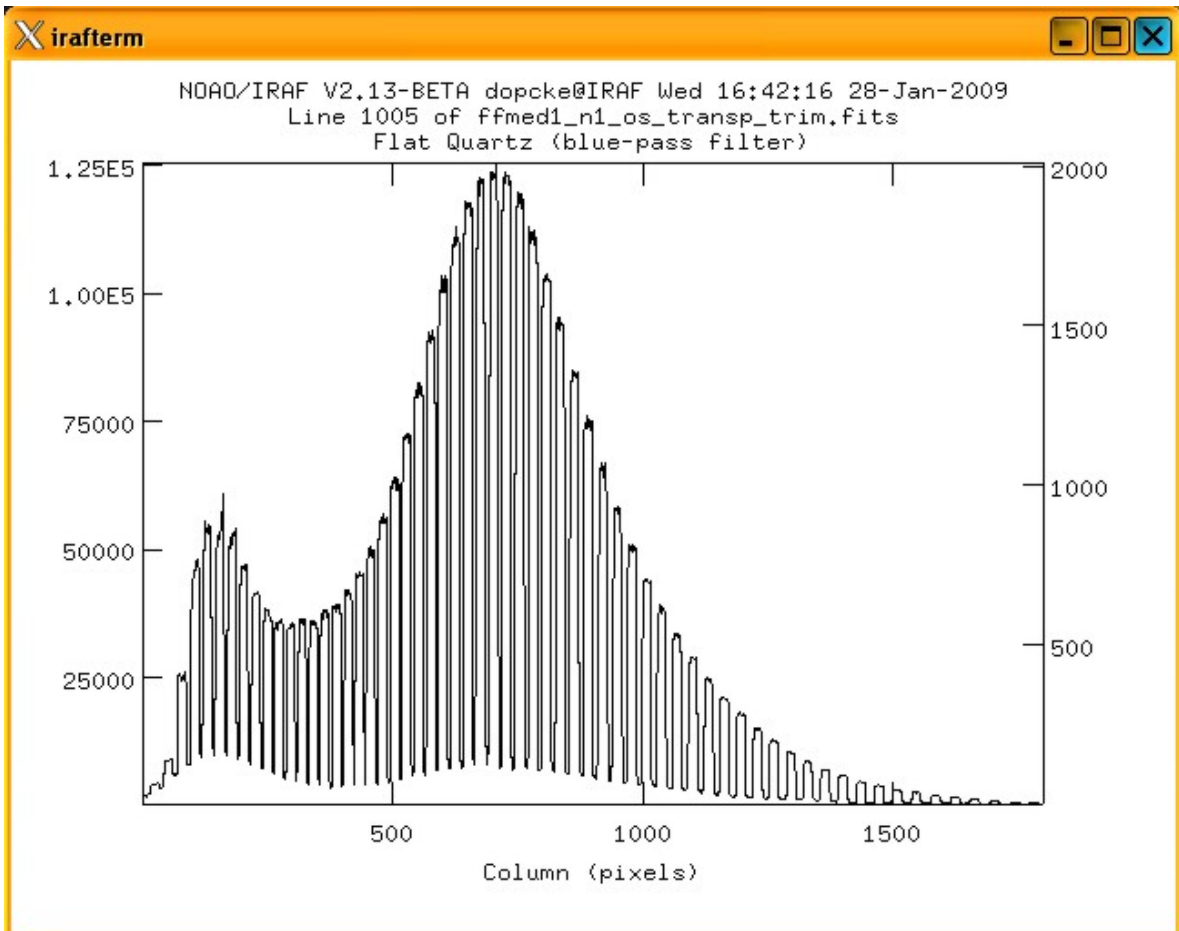


Figura 7 - Imagem de "flat field" média da primeira noite, já corrigida de "over scan", transposta, e cortada e corrigida do bias.

3.2.7 – Extração das ordens

Neste estágio o espectro ainda está tridimensional e a tarefa agora é obter, a partir das várias ordens, o espectro bidimensional. Para isso utiliza-se a tarefa "apsum", na qual definimos as colunas que contém cada ordem e a tarefa obtém o caminho da ordem impressa sobre o CCD.

Tarefa: apsum

Caminho: noao/imred/echelle

```

                                Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = echelle
TASK = apsum

input = @active_ff.txt List of input images
(output = @active_lin.txt) List of output spectra
(apertur= 1-62) Apertures
(format = multispec) Extracted spectra format
(referen= HD 26913_os_transp_trim_scat_ff) List of aperture reference
images
(profile= ) List of aperture profile images

(interac= no) Run task interactively?

```

```

(find      =          no) Find apertures?
(recente=  =          no) Recenter apertures?
(resize   =          no) Resize apertures?
(edit     =          no) Edit apertures?
(trace    =          no) Trace apertures?
(fittrac=  =          no) Fit the traced points interactively?
(extract=  =          yes) Extract apertures?
(extras  =          no) Extract sky, sigma, etc.?
(review   =          no) Review extractions?

(line     =          INDEF) Dispersion line
(nsum     =          10) Number of dispersion lines to sum or
median

(backgro=  =          none) Background to subtract
(none|average|fit)
(weights=  =          none) Extraction weights (none|variance)
(pfit     =          fit1d) Profile fitting type (fit1d|fit2d)
(clean    =          no) Detect and replace bad pixels?
(skybox   =          1) Box car smoothing length for sky
(saturat=  =          INDEF) Saturation level
(readnoi=  =          0.) Read out noise sigma (photons)
(gain     =          1.) Photon gain (photons/data number)
(lsigma   =          4.) Lower rejection threshold
(usigma   =          4.) Upper rejection threshold
(nsubaps=  =          1) Number of subapertures per aperture
(mode     =          ql)

```

Primeiramente utilizei esta tarefa para espectros “template”. Estes espectros serviram para obtenção das aberturas do restante dos espectros, fazendo um por noite. Dei preferência aos espectros de estrelas quentes (com poucas linhas de absorção) e bem expostas. Nestes objetos, coloquei “yes” nos campos *interact*, *find*, *recenter*, *resize*, *edit* e *trace*. Indiquei o número de ordens para a tarefa encontrar automaticamente e marquei as ordens com “m”. Por vezes, quando algumas ordens são excluídas e outras adicionadas, faz-se necessário reordená-las. Para isso basta pressionar “o”. Assim a tarefa traçou automaticamente o caminho das ordens. Utilizei função spline cúbico “:func spline3”, ordem 15 “:o 15”, corte em sigma superior e inferior de 2 “:low 2” e “:high 2” e coloquei o número de iterações em 6 “:nit 6”. Defini os parâmetros para a primeira ordem e os mantive para todas as outras ordens.

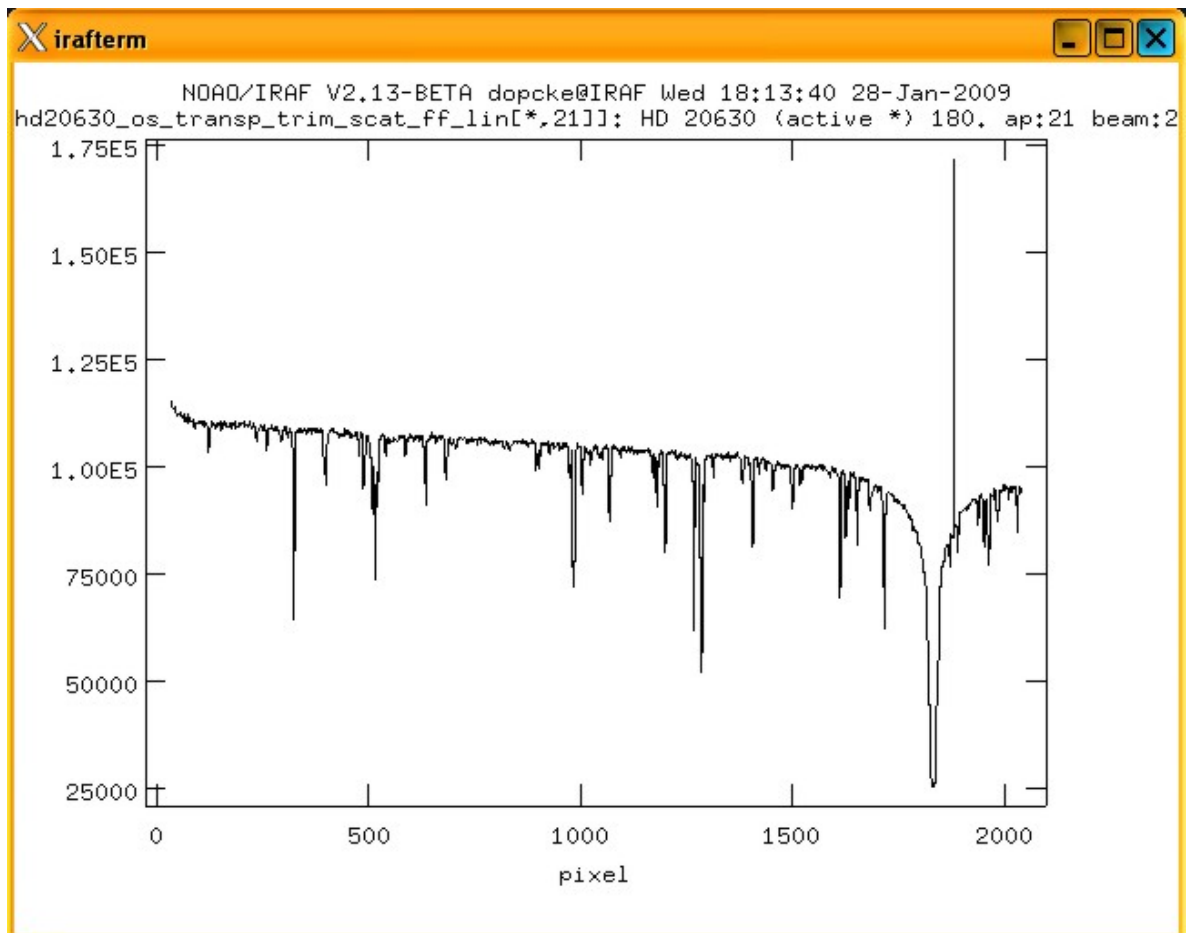


Figura 8 - Espectro de HD 20630 mostrando a abertura 21 e a linha de H α . Como esta ordem, obteve-se 61 ordens no total, mas nem todas foram utilizadas no estudo.

Com isto feito para todos os templates bastou indicar listas para a tarefa, para cada template. Como as imagens eram estáveis, ao longo da noite, um template por noite foi suficiente. No exemplo acima, o padrão utilizado foi o da HD 26913 e foi dado uma lista de imagens de entrada (`active_ff.txt`) e de saída (`active_lin.txt`).

3.2.8 – Calibração em Comprimento de onda

Para obtermos o espectro calibrado em comprimento de onda, o primeiro passo é identificar as linhas de um espectro de lâmpada de tório-argônio. A melhor forma foi imprimir as ordens deste espectro e compará-lo com um espectro já calibrado. Usamos o fornecido pelo CTIO.

Bastou identificar 3 linhas por ordem, no começo, meio e fim destas, que a tarefa “ecidentify” foi capaz de localizar as outras linhas de emissão da lâmpada.

Tarefa: ecidentify

Caminho: noao/imred/echelle

I R A F

Image Reduction and Analysis Facility

```
PACKAGE = echelle
TASK = ecidentify
```

```
images = thar2_n1_os_transp_trim_ff_lin Images containing features
to be identified
(database= database) Database in which to record feature
data
(coordli= thar_list_all.txt) User coordinate list
(units = ) Coordinate units
(match = 10.) Coordinate list matching limit in user
units
(maxfeat= 30) Maximum number of features for
automatic identification
(zwidth = 10.) Zoom graph width in user units
(ftype = emission) Feature type
(fwidth = 4.) Feature width in pixels
(cradius= 5.) Centering radius in pixels
(thresho= 10.) Feature threshold for centering
(minsep = 2.) Minimum pixel separation
(funcntio= legendre) Coordinate function
(xorder = 7) Order of coordinate function along
dispersion
(yorder = 7) Order of coordinate function across
dispersion
(niterat= 20) Rejection iterations
(lowreje= 2.) Lower rejection sigma
(highrej= 2.) Upper rejection sigma
(autowri= no) Automatically write to database?
(graphic= stdgraph) Graphics output device
(cursor = ) Graphics cursor input
(mode = ql)
```

Dentro da tarefa `splot`, com o espectro da lâmpada sendo mostrado, marquei (m) as linhas informando o seu valor em angstroms. O valor pôde ser aproximado, visto que o IRAF determina o valor mais próximo em comparação com a lista de coordenadas informada no campo "User coordinate list". Para excluir uma marcação, utilizei "d".

Após a identificação, permiti a tarefa identificar mais linhas. Para isso defini o número máximo de estruturas, por exemplo 10 ":maxf 10". Teclei "y" para a tarefa identificar até 10 estruturas automaticamente. Para as ordens com muito ruído e baixa resolução, utilizei ":maxf 5", para as ruins 10, para as medianas 20 e para as ordens bem expostas 50. Isso fez com que a tarefa atribuísse um peso maior para as melhores ordens.

Teclando “f” a tarefa gera uma função que relaciona a posição do pixel ao comprimento de onda, a partir dos pontos dados. Coloquei “:highrejection 3” e “:low 3”, “:func leg” (função = Legendre), “:xord 3” e “:yord 3” (ordem da função no eixo = 3) e encontrei um erro em torno de 0,01. Também verifiquei as linhas que foram rejeitadas para corrigir erros de digitação.

Esse foi a primeira parte da tarefa, que exige minúcia. Pressionei “l” para identificar as outras linhas.

Para um espectro típico, com 34 (34 ordens x 50 linhas/ordem = 1700 linhas) ordens ótimas, 17 medianas (17x20 = 340), 9 ruins (9x10 = 90) e 2 ruins (2x5=10) indiquei, tipicamente, 2140 linhas ao todo.

Para melhorar a relação obtida, coloquei uma ordem maior (“:yord 5” “:xord 15”), o número de iterações “:niterat 50” e as linhas rejeitadas para 2sigma “:low 2” “high 2” e mandei a tarefa reobter a relação “f”, encontrando assim melhores acordos. O RMS típico final ficou entre 0,003 e 0,005. Com a tarefa completa, teclai “q” para sair e gravei na base de dados para utilizá-la no espectro do objeto.

3.2.9 – Edição do cabeçalho das imagens

Agora que uma escala de calibração de comprimento de onda foi criada para cada região espectral sendo analisada, as demais imagens observadas poderão utilizá-la. Usei a tarefa *hedit* (*header edit*) para escrever no respectivo campo de cabeçalho “*refspec1*” a variável que corresponde ao espectro usado para gerar o polinômio que relaciona pixel-lambda. No cabeçalho de cada imagem, o campo da variável “*refspec1*” foi alterado para conter o nome da imagem que foi usada para se estabelecer a calibração pixel-lambda. Isto pôde ser obtido editando-se a imagem com a tarefa “*hedit*”. Criei, com a tarefa *scopy*, uma imagem para cada espectro extraído com um nome que corresponda à imagem já calibrada em comprimento de onda. Esta nova imagem foi editada com “*hedit*” para todos os espectros, como mostrado abaixo.

Tarefa: *hedit*

Pacote: raiz do IRAF

```
PACKAGE = imutil
TASK = hedit
```

I R A F
Image Reduction and Analysis Facility

```

images = NOME DA IMAGEM CRIADA images to be edited
fields =          REFSPECL  fields to be edited
value  = NOME DA IMAGEM USADA PARA OBTER O POLINOMIO value expression
(add   =          yes) add rather than edit fields
(delete =        no) delete rather than edit fields
(verify =       yes) verify each edit operation
(show  =       yes) print record of each edit operation
(update =       yes) enable updating of the image header
(mode  =        ql)

```

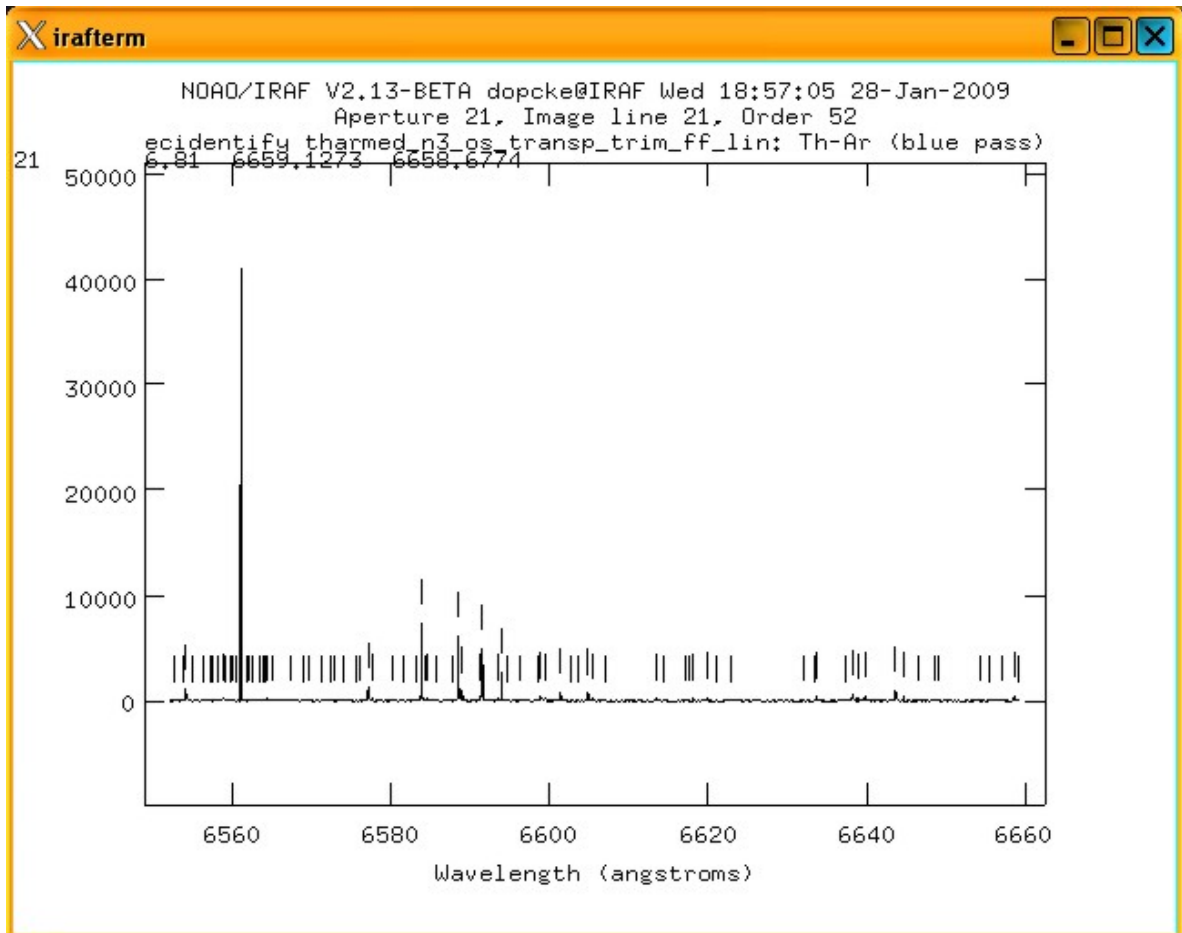


Figura 9 - Espectro média da lâmpada de tório-argônio da terceira noite mostrando as estruturas. Cada linha vertical indica uma identificação que irá gerar a calibração em comprimento de onda já mostrada.

3.2.10 – Atribuindo a escala de comprimento de onda à imagem

Com a tarefa “dispcor” (dispersion correction) criei, finalmente, a escala de comprimentos de onda para as imagens. Já processadas com “hedit”.

Tarefa - dispcor

Pacote - noao/onedspec

I R A F
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = onedspec
TASK = dispcor

```
input    = ESPECTRO PROCESSADO COM HEDIT List of input spectra
output   = ESPECTRO PROCESSADO COM HEDIT List of output spectra
(lineari=      yes) Linearize (interpolate) spectra?
(databas=     database) Dispersion solution database
(table =      ) Wavelength table for apertures
(w1 =        INDEF) Starting wavelength
(w2 =        INDEF) Ending wavelength
(dw =        INDEF) Wavelength interval per pixel
(nw =        INDEF) Number of output pixels
(log =        no) Logarithmic wavelength scale?
(flux =       yes) Conserve flux?
(samedis=    no) Same dispersion in all apertures?
(global =    no) Apply global defaults?
(ignorea=    no) Ignore apertures?
(confirm=    no) Confirm dispersion coordinates?
(listonl=    no) List the dispersion coordinates only?
(verbose=    yes) Print linear dispersion assignments?
(logfile=    ) Log file
(mode =      ql)
```

3.2.11 – Correção Doppler

Nesta etapa, os espectros estão linearizados e calibrados em comprimento de onda, mas as escalas de comprimentos de onda das várias estrelas, entretanto, em geral não serão as mesmas. Efeitos astrofísicos (deslocamentos Doppler topocêntricos, geocêntricos e heliocêntricos, entre muitos outros) farão com que as escalas de comprimento de onda estejam deslocadas umas em relação às outras.

Para a identificação e medida de linhas espectrais, no entanto, é imprescindível ter as estrelas com a mesma escala de comprimentos de onda, seja a escala criada sobre a estrela adotada como padrão ou a criada sobre uma lâmpada de calibração, que têm os comprimentos de onda correspondentes ao repouso.

Neste caso, calculou-se o centro de algumas linhas de absorção bem conhecidas entre 6080 Å e 6180 Å para uma estrela considerada padrão, para cada noite. A partir da diferença entre os valores dos centros obtidos para a estrela padrão e o repouso, obteve-se a velocidade radial para várias linhas. Utilizou-se a velocidade média entre as linhas para fazer a correção Doppler desta estrela padrão. A partir deste espectro corrigido, utilizou-se a tarefa

“fxcor” que compara o deslocamento entre dois espectros, gerando assim uma velocidade radial para cada espectro.

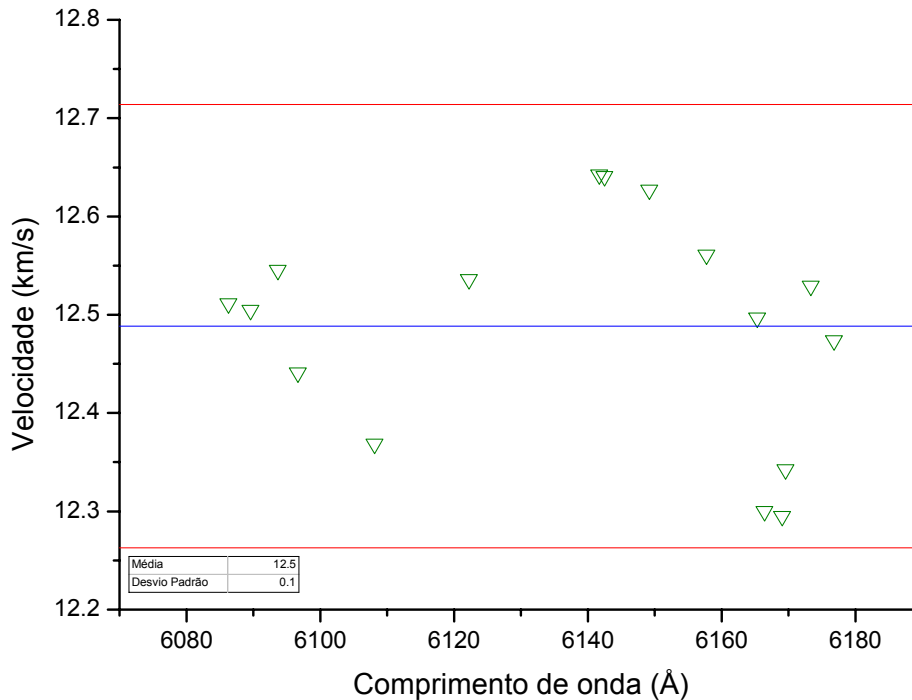


Figura 10 - Velocidade radial calculada, pelo desvio Doppler, a partir de várias linhas de absorção com centros conhecidos.

Um perfil de correlação cruzada foi mostrado pela tarefa e o valor de velocidade relativa calculado. A função que normalmente melhor ajusta o perfil de correlação para as situações que descrevemos aqui foi uma lorentziana.

Tarefa: fxcor

Caminho: noao/rv

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = rv
TASK = fxcor

objects = ESPECTRO DO OBJETO      List of object spectra
template= ESPECTRO DE REFERENCIA  List of template spectra
(apertur=                          *) Apertures to be used
(cursor =                          ) Graphics input cursor

(continu=                          both) Continuum subtract spectra?
(filter =                          none) Fourier filter the spectra?
(rebin =                          smallest) Rebin to which dispersion?
(pixcorr=                          no) Do a pixel-only correlation?
(osample=                          *) Object regions to be correlated ('*'
=> all)

```

```

(rsample=          *) Template regions to be correlated
(apodize=         0.2) Apodize end percentage

(funcio=          lorentzian) Function to fit correlation
(width  =         INDEF) Width of fitting region in pixels
(height =         0.) Starting height of fit
(peak  =          no) Is height relative to ccf peak?
(minwid=         3.) Minimum width for fit
(maxwid=        21.) Maximum width for fit
(weights=        1.) Power defining fitting weights
(backgro=        0.) Background level for fit
(window =        INDEF) Size of window in the correlation plot
(wincent=        INDEF) Center of peak search window

(output =         ) Root spool filename for output
(verbose=        long) Verbose output to spool file?
(imupdat=        no) Update the image header?
(graphic=        stdgraph) Graphics output device

(interac=        yes) Interactive graphics?
(autowri=        yes) Automatically record results?
(autodra=        yes) Automatically redraw fit results?
(ccftype=        image) Output type of ccf

(observa=        kpno) Observation location database
(continp=         ) Continuum processing parameters
(filtpar=         ) Filter parameters pset
(keywpar=         ) Header keyword translation pset

(mode   =         ql)

```

A tarefa dopcor (Doppler correction) fará agora a correção de comprimento de onda, utilizando o valor obtido no passo anterior. O resultado final do procedimento que descrevemos aqui será um espectro linearizado, calibrado em comprimento de onda, com a correção Doppler desejada.

Tarefa: dopcor

Pacote: noao/imred/echelle

I R A F
Image Reduction and Analysis Facility

```

PACKAGE = echelle
TASK    = dopcor

```

```

input   = ESPECTRO DE ENTRADA   List of input spectra
output  = ESPECTRO DE SAIDA    List of output spectra
redshift= VALOR DA VELOCIDADE   Redshift or velocity (Km/s)
(isveloc=          yes) Is the redshift parameter a velocity?
(add    =          yes) Add to previous dispersion correction?
(dispers=         yes) Apply dispersion correction?
(flux   =          no) Apply flux correction?
(factor =          3.) Flux correction factor (power of 1+z)
(apertur=         ) List of apertures to correct

```

```
(verbose=          no) Print corrections performed?
(mode   =          ql)
```

3.2.12 – Normalização

O processo de normalização consiste em dividir o valor da contagem em um determinado pixel pelo valor do contínuo neste ponto. O contínuo uma é função suave que passa pelos pontos do espectro nos quais não existem linhas com absorção perceptível.

Uma forma automática de obter uma função suave que passa por estes pontos é gerando um polinômio (neste caso um polinômio de Legendre) que melhor se aproxime do espectro. Em um espectro de absorção, a maioria dos pontos que não fazem parte do contínuo se deve às linhas de absorção, portanto estes pontos não devem ser incluídos na obtenção do contínuo. Já na parte superior do espectro, o desvio em relação ao contínuo se deve ao ruído, basicamente, que causa desvios bem menores do contínuo, por isso se faz a opção por aceitar pontos com até três vezes o valor da dispersão acima e apenas uma vez abaixo. Repetindo o processo de eliminação uma dezena de vezes, é possível obter o polinômio.

Tarefa: continuum

Pacote: noao/imred/echelle

```
input   =          @normin.txt  Input images
output  =          @normout.txt Output images
(lines  =          *) Image lines to be fit
(bands  =          1) Image bands to be fit
(type   =          ratio) Type of output
(replace=          no) Replace rejected points by fit?
(wavesca=          yes) Scale the X axis with wavelength?
(logscal=          no) Take the log (base 10) of both axes?
(overrid=          no) Override previously fit lines?
(listonl=          no) List fit but don't modify any images?
(logfile=          logfile) List of log files
(interac=          no) Set fitting parameters interactively?
(sample =          *) Sample points to use in fit
(naverag=          1) Number of points in sample averaging
(funcio=          legendre) Fitting function
(order  =          5) Order of fitting function
(low_rej=          1.) Low rejection in sigma of fit
(high_re=          4.) High rejection in sigma of fit
(niterat=          10) Number of rejection iterations
(grow   =          1.) Rejection growing radius in pixels
(markrej=          yes) Mark rejected points?
(graphic=          stdgraph) Graphics output device
(cursor =          ) Graphics cursor input
ask     =          skip
(mode   =          ql)
```

O resultado final de todo o processo é um espectro normalizado e calibrado em comprimento de onda, com todas as correções devidas a influências do instrumento. Realizando este processo de forma homogênea em todos os espectros e utilizando análise diferencial é possível minimizar as incertezas nos resultados finais obtidos.

4 – Análise Fotométrica da Metalicidade do Grupo

A análise fotométrica consistiu, em um primeiro momento, na obtenção dos índices fotométricos dos objetos na literatura. Estes índices tiveram que, por se tratar de índices de diferentes bases de dados, serem transformados para uma base de dados padrão, aplicando as equações de transformação sugeridas por seus autores.

Considerando que nossa amostra de estrelas é jovem e de baixa massa, e portanto não evoluída, tais estrelas devem estar próximas da ZAMS (Zero Age Main-Sequence). A ZAMS é uma curva no diagrama HR onde estrelas de mesma metalicidade, de baixa massa e idade próxima de zero devem estar dispostas. Como estas curvas podem ser calculadas teoricamente, é possível estabelecer a metalicidade de um grupo de estrelas a partir da distância dos objetos às várias ZAMS. A curva que tiver a menor distância aos objetos, define a metalicidade destes, partindo da hipótese que existe apenas uma metalicidade que define o conjunto de estrelas.

Para fazer isso, precisamos de temperatura efetiva e luminosidade das estrelas. A temperatura efetiva foi calculada a partir de índices de cor, obtidos na literatura, e aplicando-se uma equação de transformação, usando-se calibrações fotométricas. A luminosidade é calculada a partir da magnitude visual, da paralaxe e da correção bolométrica.

4.1 – Fontes dos Dados

Como a inclinação do contínuo de Paschen no espectro de estrelas do tipo K, G e F, estudadas aqui, é sensível a mudanças na temperatura efetiva, utilizamos índices de cor (B - V) Johnson, (B_T - V_T) Tycho e (b - y) Strömngren, que são bons indicadores desta inclinação.

Determinamos temperaturas efetivas usando as calibrações fotométricas de Del Peloso (2005) e Porto de Mello (1996). Estas calibrações são dependentes da metalicidade e foram construídas usando temperaturas efetivas bastante acuradas:

$$T_{\text{ef}}(\text{K}) = 7747 - 3016(\text{B} - \text{V}) (1 - 0,15[\text{Fe}/\text{H}]), \quad \sigma = 65\text{K}$$

Equação 2

$$T_{\text{ef}}(K) = 8481 - 6516(b - y) (1 - 0,09[\text{Fe}/\text{H}]), \quad \sigma = 55K$$

Equação 3

$$T_{\text{ef}}(K) = 7551 - 2406(B_T - V_T) (1 - 0,09[\text{Fe}/\text{H}]), \quad \sigma = 64K$$

Equação 4

Tabela 2 – Índices de cor (B - V), (b - y) e (B_T - V_T) utilizados na análise.

Referências: (B - V) e (B_T - V_T) - Perryman & ESA (1997) com exceção de HD 109647 que foi Mermilliod (1986) e HD 38392 que veio do Hiparcos Input Catalog. G - Olsen (1993); F - Olsen (1983); 1 - Fabregat, J. & Reglero, V. (1990). 2 - Crawford e Barnes (1970), Crawford, D. L. (1966, 71, p. 709C) Crawford e Barnes (1969, 74, p.407). Estes artigos usaram o sistema de Crawford e Barnes (1970) que conforme sugere Olsen (1983) a correção para b-y deve ser de +0,003. 3 - Sowell, J. R.; Wilson, J. W. (1993, 105, p. 36S). Usou o sistema do Olsen (1983), portanto catálogo F.

HD	(B - V)	(b - y)	ref.	(BT - VT)
11131	0.654	0.399	G	0.711
13594	0.406	0.300	F	0.442
13959	1.088	-	-	1.244
17925	0.862	0.513	G	1.018
20630	0.681	0.420	G	0.756
26913	0.680	0.424	G	0.751
26923	0.570	0.379	F	0.641
35296	0.544	0.347	2	0.580
37394	0.840	0.495	G	0.977
38392	0.940	0.540	G	-
38393	0.481	0.309	G	0.530
39587	0.594	0.376	G	0.659
41593	0.814	-	-	0.946
42807	0.663	0.418	G	0.747
44762	0.858	-	-	0.996
45088	0.938	0.557	F	1.112
50692	0.573	0.376	G	0.660
64096	0.600	0.379	G	0.679
72905	0.618	0.403	G	0.683
75332	0.549	0.359	1	0.586
75605	0.876	-	-	1.003
79028	0.605	0.398	2	0.664
81858	0.605	0.396	3	0.664
85444	0.918	-	-	1.075
88355	0.468	0.311	G	0.511
89025	0.307	0.229	2	0.341
97334	0.600	0.401	1	0.687
109011	0.941	-	-	1.103
109647	0.950	-	-	1.128
110463	0.955	-	-	1.136
111456	0.467	0.338	2	0.511
115043	0.603	0.403	3	0.676
115383	0.585	0.372	G	0.644
119124	0.537	0.362	2	0.571
131156	0.720	0.454	1	0.873
238179	0.710	-	-	0.805
238208	0.813	-	-	0.961

A fotometria “uvby” provem dos catálogos de Crawford & Barnes (1970) e de Olsen (1983 – catálogo “F” – e 1993), onde os valores foram padronizados para o catálogo “G” (Olsen 1993) seguindo as transformações ali fornecidas.

No catálogo publicado por Olsen em 1983 (Olsen, 1983), chamado de catálogo F, estão listados os valores de (b - y), principalmente para estrelas do tipo espectral F. Nos catálogos de 1993 e 1994 (Olsen 1993, 1994), chamados de catálogo G, Olsen prossegue listando valores de (b - y) para estrelas mais frias.

Como a base principal são os catálogos G, onde estão a maior parte das estrelas analisadas, Olsen obteve uma equação de transformação (Olsen, 1993), mostrada na equação 8, dos valores do catálogo F para o G.

$$(b - y)_G = 0,8558(b - y)_F + 0,0532$$

Equação 5

4.2 – Cálculo da Temperatura Fotométrica e Luminosidade

Da fotometria, foi calculado ainda uma média ponderada fotométrica, T_{Med}^{fot} , utilizando cada uma das temperaturas obtidas e ponderadas pelo inverso dos desvios padrões internos de cada calibração. A incerteza sobre a temperatura fotométrica foi estimada utilizando a composição quadrática dos desvios padrões internos das calibrações, ponderadas da mesma forma que a temperatura.

$$T_{Med}^{fot} = \frac{\frac{T_{(B-V)}^{fot}}{\sigma_{(B-V)}^2} + \frac{T_{(B_T-V_T)}^{fot}}{\sigma_{(B_T-V_T)}^2} + \frac{T_{(b-y)}^{fot}}{\sigma_{(b-y)}^2}}{\frac{1}{\sigma_{(B-V)}^2} + \frac{1}{\sigma_{(B_T-V_T)}^2} + \frac{1}{\sigma_{(b-y)}^2}}$$

Equação 6

$$\sigma_{Med}^{fot} = \frac{\frac{(T_{(B-V)}^{fot} - T_{Med}^{fot})^2}{\sigma_{(B-V)}^2} + \frac{(T_{(B_T-V_T)}^{fot} - T_{Med}^{fot})^2}{\sigma_{(B_T-V_T)}^2} + \frac{(T_{(b-y)}^{fot} - T_{Med}^{fot})^2}{\sigma_{(b-y)}^2}}{\frac{1}{\sigma_{(B-V)}^2} + \frac{1}{\sigma_{(B_T-V_T)}^2} + \frac{1}{\sigma_{(b-y)}^2}}$$

Equação 7

Para determinar a luminosidade e sua incerteza, obteve-se as magnitudes visuais (M_V) dos objetos, bem como seus desvios padrões (σM_V),

do catálogo Hipparcos (Perryman & ESA 1997), então aplicou-se as equações abaixo:

$$C_{bol} = -25,85 + 0,01477T_{med}^{fot} - 3,18 \times 10^{-6}(T_{med}^{fot})^2 + 3,12 \times 10^{-10}(T_{med}^{fot})^3 - 1,17 \times 10^{-14}(T_{med}^{fot})^4$$

Equação 8 - Correção bolométrica proposta por Flower (1996).

4.3 – Seleção de uma Sub-amostra para a Determinação Fotométrica da Razão [Fe/H] do Grupo

King et al (2003) reexaminou 220 estrelas com múltiplos critérios, produzindo uma nova lista de 60 membros para o Grupo. Seguindo esta classificação, as estrelas candidatas foram separadas em critérios de probabilidade crescente de pertinência ao Grupo.

A partir de dados cinemáticos, fotométricos e de atividade cromosférica, King et al. (2003) classificou os membros em ordem de probabilidade de pertencerem ao Grupo em “Y” (membro certo), “Y?” (membro provável), “?” (membro incerto) e “N?” (provável não-membro). Seguimos esses critérios e dividimos a nossa amostra em subgrupos: “Y”, “Y?”, “?”, “N?” e ativas, onde estas últimas formam o grupo de controle.

Usando o diagrama HR com ZAMS (ver p. 37, segundo parágrafo) para várias metalicidades, pode-se calcular o quanto às estrelas da amostra se distanciam do modelo e, assim, calculamos um desvio quadrático médio para cada metalicidade. Na figura 21 vêem-se os objetos da amostra, com exceção das “ativas”. Temos as linhas evolutivas para estrelas de mesma massa, espaçadas de 0,6 até 1,5 M_{\odot} . Também se vê alguns objetos que ficaram fora da análise por não serem sensíveis à posição na ZAMS e a metalicidade, marcados como “Evoluída”, estrelas que já saíram da seqüência principal, ou “baixa massa”, estrelas muito frias e, portanto, de difícil determinação da posição no diagrama. Na faixa de baixa massa ($M < 0,8 M_{sol}$) os diagramas HR teóricos têm problemas de ajustar os dados e as temperaturas efetivas são mais incertas. Possíveis fontes de incerteza nesse domínio são as opacidades e a equação de estado que fica muito diferente do gás perfeito.

Tabela 3 - Classificação da amostra seguindo os critérios de Soderblom e Mayor (1993) - SM93 - e King et al (2003) - Cinemático, Fotométrico e Final. Os objetos marcados como “ativa”, não possuíam classificação pelos autores e foram usadas como grupo de controle.

<i>HD</i>	<i>SM93</i>	<i>Cinemático</i>	<i>Fotométrico</i>	<i>Final</i>
11131	provável	?	Y?	Y?
13594	provável	(N?)	Y?	?
13959	provável	Y?	Y?	Y?
17925			ativa	
20630	ativa	?	?	?
26913	provável	?	?	?
26923	provável	Y?	Y	Y?
35296			ativa	
37394			ativa	
38392	possível	?/Y?	Y?	Y?
38393	possível	?/Y?	Y?	Y?
39587	provável	Y	Y	Y
41593	provável	N?/?	Y	N?/?
42807			ativa	
44762	provável	N?	?	?
45088	possível	N?	?	N?
50692	provávelN	?	?	?
64096	provávelN	N?	Y?	?
72905	provável	?/Y?	Y?	Y?
75332	ativas			
75605	provável	Y	?	Y?
79028	provávelN	N?	N?	N?
81858	provávelN	?	N?	N?
85444	possível	N?	Y?	?
88355	provávelN	N?	N?	N?
89025	provável	Y?	?	Y?
97334			ativa	
109011	provável	Y	Y	Y
109647	provável			
110463	provável	Y	Y	Y
111456	provável	?	Y	Y?
115043	provável	Y	Y	Y
115383			ativa	
119124			ativa	
131156	ativas	N?	?	?
238179	possível	N?	?	N?
238208	possível	N?	Y	?

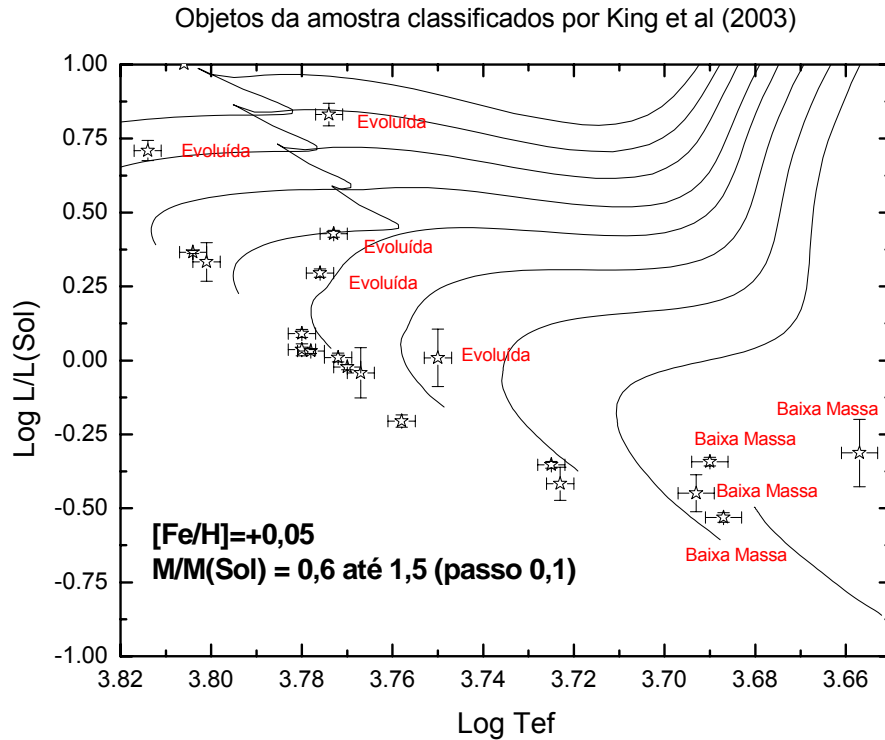
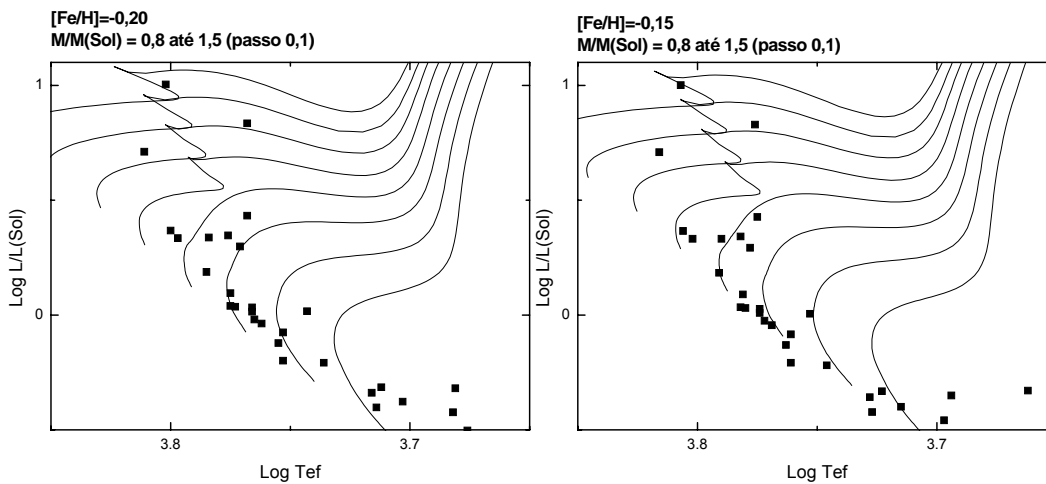
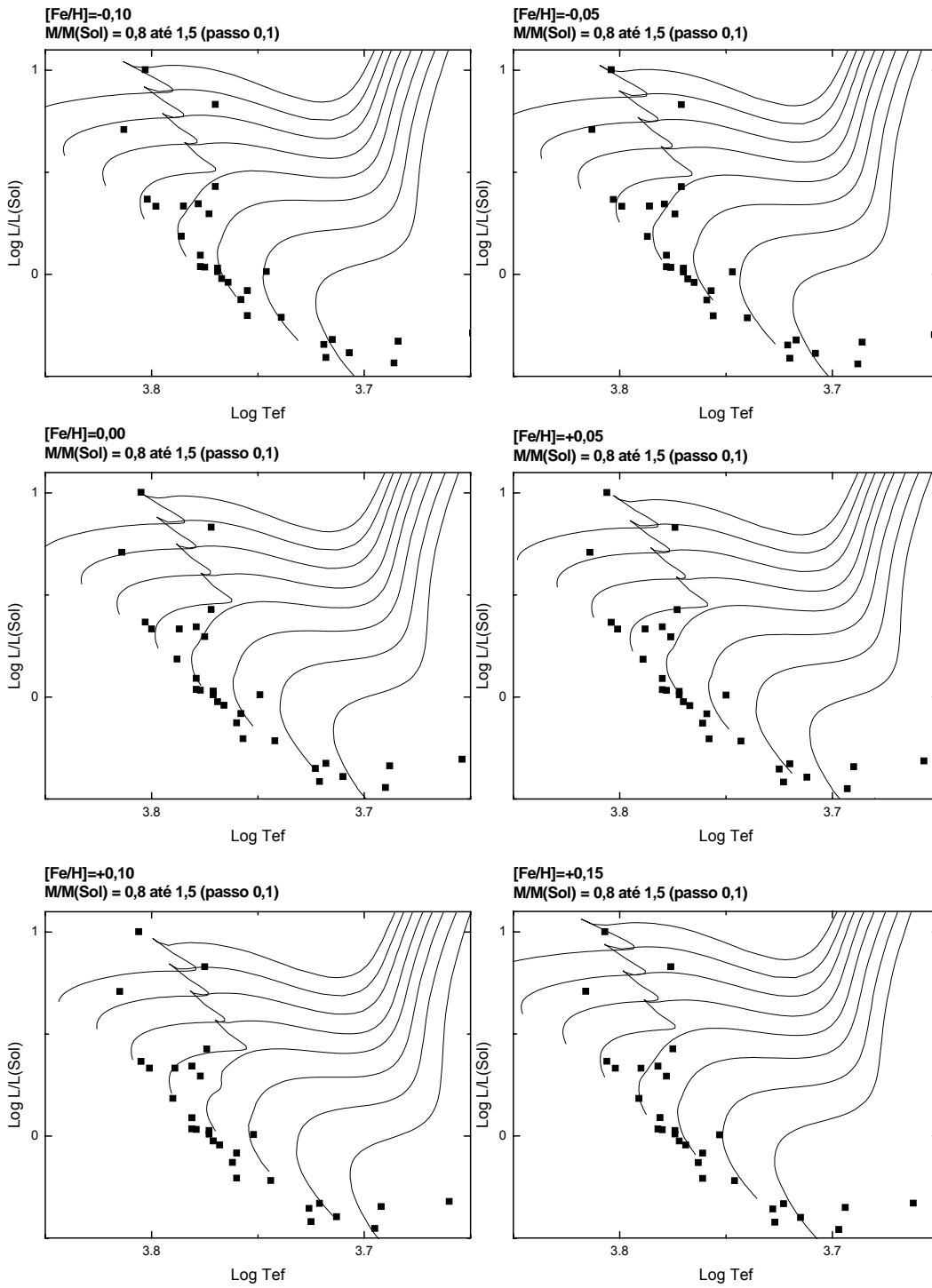


Figura 11 - Diagrama HR com linhas evolutivas para estrelas de massa determinada e $[Fe/H]$ igual a 0,05. Os objetos mostrados são da amostra, sem incluir as ativas. Os objetos marcados como “Evoluída” são as estrelas que já saíram da linha de idade zero para estrelas da seqüência principal e as marcadas como “Baixa Massa” são as que são muito frias, mas os modelos teóricos têm problemas neste domínio.

A técnica de determinação de metalicidade de um grupo de estrelas a partir de uma ZAMS teórica consiste em, primeiramente, traçar esta ZAMS para várias metalicidades, depois obter uma distância dos objetos analisados. É fácil de verificar que esta distância varia bastante quando alteramos a razão $[Fe/H]$ como mostrado abaixo.





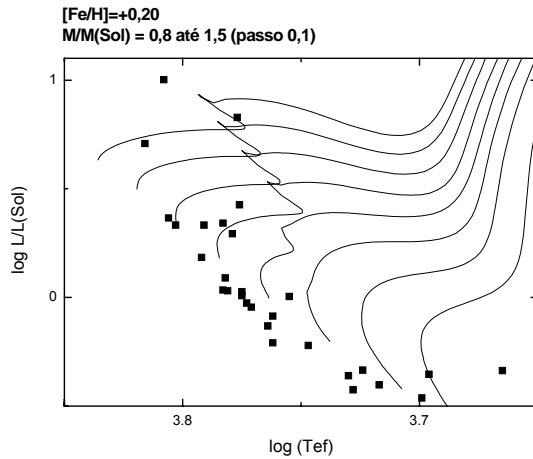


Figura 12 - Sequência mostrando como a posição das linhas evolutivas para uma massa determinada variam em função da metalicidade e como os objetos se distanciam dos pontos iniciais destas linhas evolutivas – ZAMS.

4.4 - Determinação da Razão [Fe/H] do Grupo

Para obter a distância dos objetos em relação a ZAMS calculou-se, simplesmente, a distância quadrática em luminosidade e temperatura.

$$dl_{objeto} = (L_{objeto} - L_{ZAMS})^2$$

Equação 9

$$dt_{objeto} = (T_{objeto} - T_{ZAMS})^2$$

Equação 10

Com estes valores foi possível estabelecer uma distância para cada metalicidade. Quanto menor a distância, mais o modelo se adequou aos objetos e, assim, determinamos a [Fe/H] que melhor define o conjunto de objetos. As figuras 13 e 14 mostram os resultados.

Vemos dois mínimos, mostrando que poderíamos ter dois grupos de metalicidades distintas dentro da amostra. Para resolver este problema, fez-se uma nova triagem dos objetos, deixando apenas os objetos que possuíam boa classificação por King et al (2003), “Y” ou “Y?”.

Com esta seleção foi possível estabelecer a melhor metalicidade para o grupo em, aproximadamente, 0,05, e bem situada no intervalo entre $0,00 < [Fe/H] < 0,10$.

Concluimos que as estrelas definidas por King et al (2003) como membros prováveis do Grupo, desde que de massa suficientemente baixa, definem uma ZAMS de metalicidade [Fe/H] = 0,05, reforçando a hipótese da existência física de um grupo jovem de metalicidade solar.

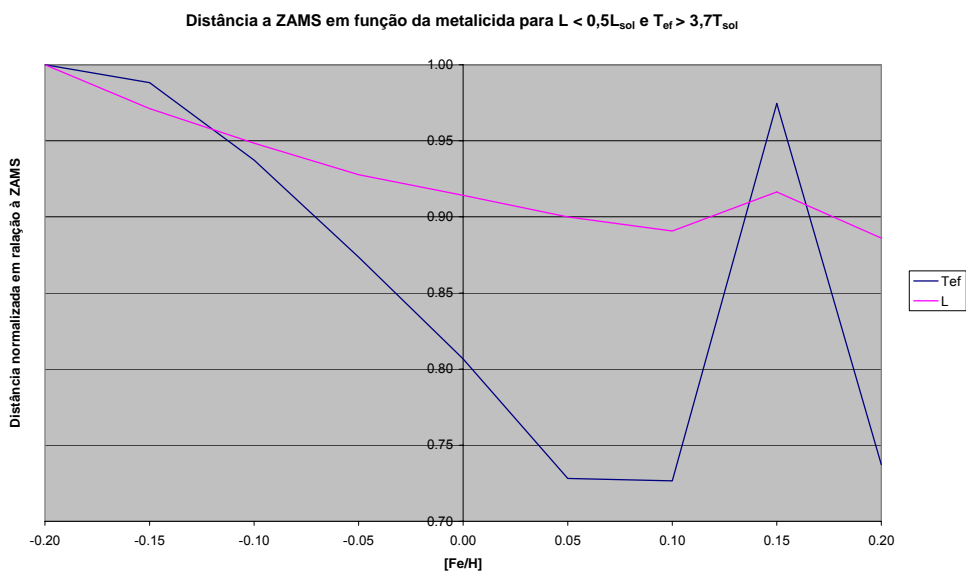


Figura 13 - Gráfico da soma das distâncias normalizada para os objetos dentro do escopo da análise.

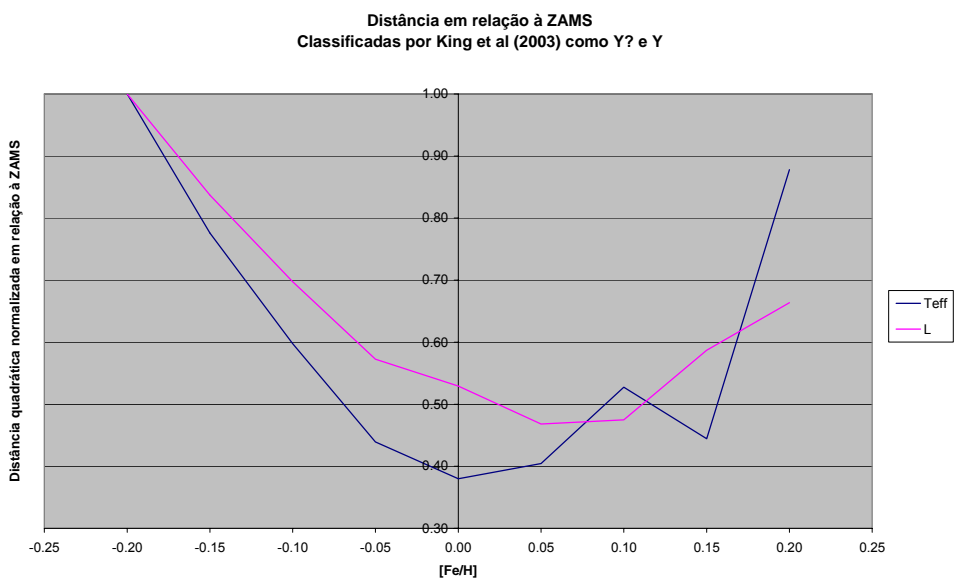


Figura 14 - Distância quadrática em relação à ZAMS em função da razão $[Fe/H]$ para os objetos da amostra classificados por King et al como “Y” ou “Y?” em relação a pertinência ao Grupo Ursa Maior.

5 – Análise Espectroscópica

Esta análise foi feita utilizando linhas espectrais de absorção com elementos correspondentes conhecidos. Estas linhas foram retiradas dos catálogos de Moore, Minnaert e Houtgast (1966) e o Atlas de Kurucz et al (1984). Com o Atlas foi possível escolher as linhas que eram mais sensíveis à técnica a ser empregada, ou seja, a largura equivalente medida deveria ser sensível à abundância. Tais linhas estão na parte linear da curva de crescimento, sendo fracas ou moderadamente fortes.

Linhas muito fracas, ou seja, com largura equivalente poucas vezes maior do que o ruído, são pouco confiáveis pois a fração da incerteza associada a medida é muito alta. Já linhas muito fortes, ou seja, com largura equivalente maior que 120 mÅ (para o espectro do Sol), são pouco sensíveis a variações na abundância, visto que já chegaram em um limite de absorção no qual somente as asas Lorentzianas da linha são afetadas e não a profundidade da linha. Para as outras estrelas o limite de saturação é aproximadamente o mesmo, mas varia com temperatura efetiva e velocidade de microturbulência, uma vez que estes parâmetros alargam as linhas e diminuem a profundidade, que é o componente da linha que levamos em conta neste teste.

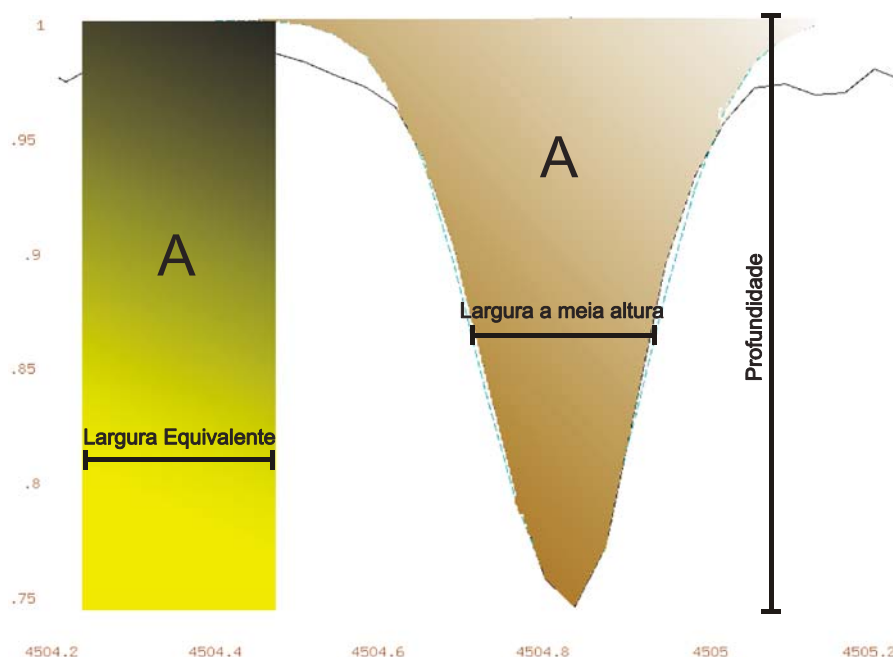


Figura 15 - Espectro mostrando uma linha de absorção e a gaussiana ajustada. No detalhe é mostrada a largura equivalente (LE_{λ}), a largura a meia altura (FWHM) e profundidade (p). A área do retângulo (A) a esquerda é a mesma da gaussiana ajustada.

Após a redução e normalização convencional dos espectros *echelle*, os perfis das linhas espectrais foram ajustados a gaussianas. As medidas retornaram largura equivalente (LE), largura a meia altura (FWHM) e profundidade (pl).

5.1 – Mecanismos de Alargamento das Linhas

Existem vários mecanismos físicos que influenciam na medida da largura equivalente de uma linha espectral. Como os níveis atômicos não são infinitamente estreitos em energia, nem as transições que os conectam, temos que tratar com mecanismos de alargamento das linhas. Um dos mecanismos mais simples é o alargamento Doppler térmico, que ocorre uma vez que um átomo em movimento térmico terá uma frequência de absorção em seu referencial diferente do observador em repouso. Cada átomo tem seu próprio desvio Doppler, tal que o efeito total é alargar a linha. Este alargamento pode ser descrito pela seguinte função do perfil.

$$\phi(\nu) = \frac{1}{\Delta\nu_D\sqrt{\pi}} e^{-\frac{(\nu-\nu_0)^2}{(\Delta\nu_D)^2}}$$

Equação 11

onde

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m_a} + \xi^2}$$

Equação 12

ξ é a medida da raiz quadrada média das velocidades de microturbulência, assumindo que estas tem distribuição Gaussiana também.

Além do alargamento Doppler, temos o alargamento natural, que está associado com o princípio da incerteza que alarga a energia ΔE e a duração Δt no estado de um nível atômico e deve satisfazer $\Delta E \Delta t \sim \hbar$. Assim o perfil fica alargado seguindo a equação de Lorenz:

$$\phi(\nu) = \frac{\frac{\gamma}{4\pi^2}}{(\nu-\nu_0)^2 + (\frac{\gamma}{4\pi})^2}$$

Equação 13

Onde γ é a soma dos coeficientes de Einstein sobre todos os estados conectados com o estado em questão através de uma transição.

Ainda temos o alargamento colisional, que é o alargamento provocado pelas colisões com outras partículas sofridas durante a emissão. Substituindo γ por Γ , tal que:

$$\Gamma = \gamma + 2\nu_{col}$$

Equação 14

Onde ν_{col} é a frequência da ocorrência das colisões.

Combinando os dois perfis anteriores temos o perfil de Voigt:

$$\phi(\nu) = \frac{H(a,u)}{\Delta\nu_D \sqrt{\pi}}$$

Equação 15

Onde:

$$H(a, u) \equiv \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{e^{-y^2} dy}{a^2 + (u-y)^2}$$

$$a \equiv \frac{\Gamma}{4\pi\Delta\nu_D} \quad e \quad u \equiv \frac{\nu - \nu_0}{\Delta\nu_D}$$

Para valores pequenos de “a”, como é o caso desta análise, o centro da linha é dominado pelo perfil Doppler, enquanto as “asas” são dominadas pelo perfil Lorenz.

As medidas de larguras equivalentes nesta análise foram aproximadas por Gaussianas, visto que teríamos que associar a cada transição o valor de Γ , tornando as medidas muito complicadas e possivelmente impraticáveis. Na prática isso se justifica pelo fato de que os mecanismos de alargamento das linhas medidas por nós são o instrumental e o Doppler térmico mais a microturbulência. Quando fazemos a aproximação de uma linha de absorção utilizando uma função de Voigt, sem definir o parâmetro Γ , o resultado final diverge muito do esperado. Isso se deve ao fato de que normalmente as linhas observadas tem suas asas perturbadas por linhas vizinhas, impedindo a definição de Γ .

Uma solução inteligente para este problema é a comparação com as medidas de outros autores como feito por Di Bartolo (2005), chegando na relação, para a largura equivalente corrigida do perfil Gauss para Voigt:

$$W_{l_{corr-voigt}} = 1,036W_l$$

Equação 16

Esta relação vem da comparação entre as W_λ no Sol com medidas empreendidas por ajuste de função de Voigt no Atlas Solar de Kurucz et al (1984) realizadas por Meylan et al (1993), utilizando 155 linhas em comum para fazer o ajuste e obter a equação de transformação.

Ganimedes

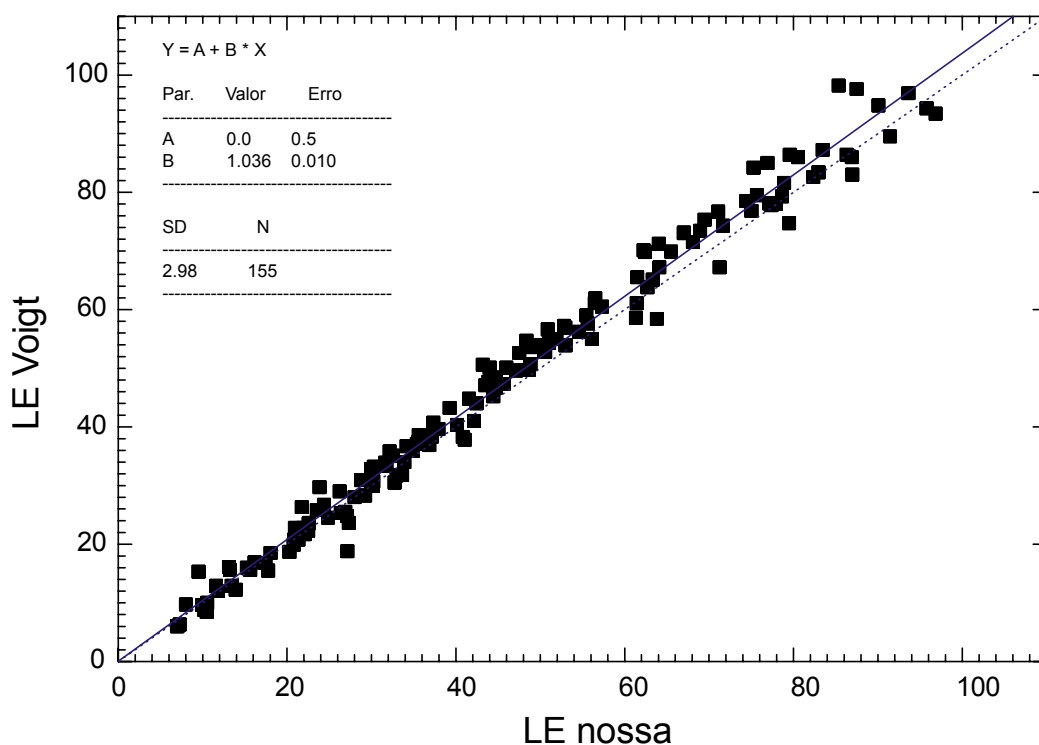


Figura 16 - "Figura 3.4: Ajuste LE_{nossa} vs. LE_{Voigt} ." de Di Bartolo (2005) mostrando a relação suas medidas utilizando redução para perfis Gaussianos e entre as linhas medidas por Meylan et al (1993), para perfis de Voigt.

Para obtermos os valores das LEs utilizamos o método diferencial, no qual todas as abundâncias e parâmetros atmosféricos são referenciados a um objeto-padrão bem conhecido. Desta forma temos os resultados na forma de diferenças entre os objetos estudados e o padrão. A principal vantagem é reduzir eventuais erros sistemáticos que possam ocorrer ao mesmo tempo em todos objetos e que se anulem quando calculamos a diferença.

Para isso se faz necessária homogeneidade na base de dados e nos métodos de análise empregados, assim as únicas fontes de erros importantes que restarão serão internas, que são incertezas nas medidas de LE, nos parâmetros atmosféricos e erros no modelo atmosférico.

Neste trabalho, fizemos duas transformações: uma para obter as LE no padrão do objeto que faz referência ao Sol e outra para obter as LE com referência as medidas de Meylan et al (1993) que utilizou um perfil de Voigt para as linhas do Atlas Solar (Kurucz et al, 1984).

Di Bartolo (2005) obteve a transformação de LE medidas com espectros FEROS/ESO para o sistema Voigt. Seus espectros têm razão sinal-ruído superior ou igual aos nossos e foram analisados com o mesmo método. Dada a homogeneidade entre as medidas com o FEROS, foi possível obter uma equação de transformação dos valores. Utilizamos os valores de LE de um objeto em comum entre a nossa base de dados e estrelas previamente observadas com o FEROS: HD 20630. Os valores foram comparados para linhas em comum e são mostrados na figura abaixo.

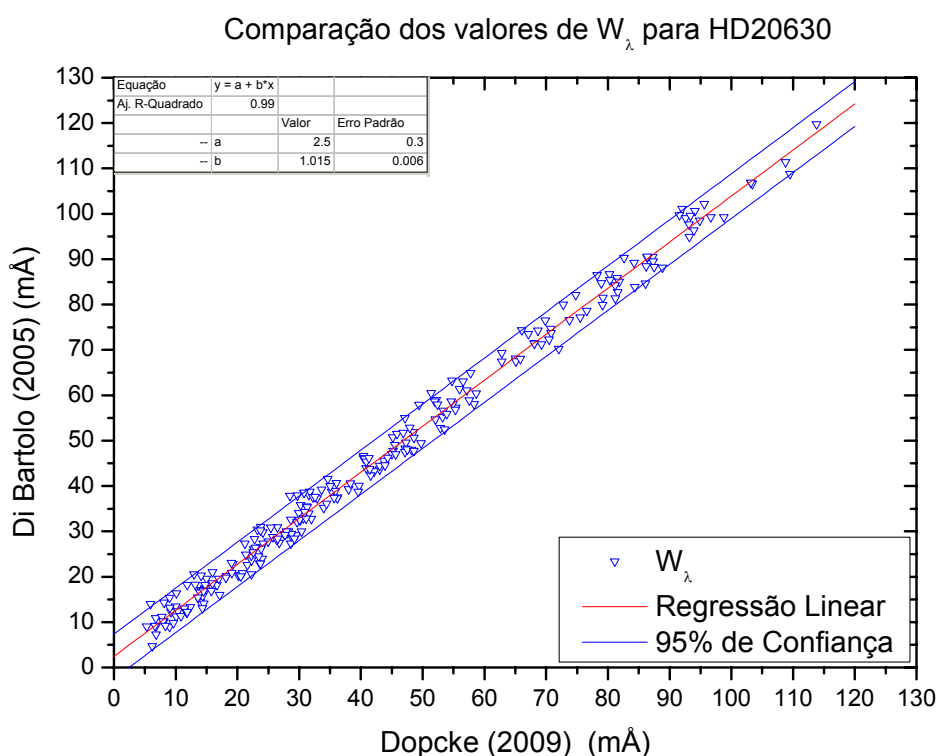


Figura 17 - Comparação das medidas de LE para HD 20630 entre os dados de Di Bartolo (2005) o os deste trabalho para obtenção da equação de transformação.

Assim a equação de transformação ficou:

$$LE_D = 2,5 m\text{\AA} + 1,015 \times LE_{DB}$$

Equação 17

onde LE_{DB} é do padrão de Di Bartolo (2005) e LE_D é o valor obtido neste trabalho.

Aplicando também a transformação de perfil Gaussiano pra perfil de Voigt (Meylan et al, 1993), ou seja, compondo as equações 16 e 17, a transformação final fica:

$$LE = 2,55 m\text{\AA} + 1,052 \times LE_D$$

Equação 18

onde LE é a largura equivalente utilizada para todos os procedimentos a partir de agora.

5.2 – Seleção de Linhas

Para a análise química, foram escolhidas as linhas dos elementos C, Na, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Fe, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Sm, Gd e Eu com auxílio do Atlas Solar (Kurucz et al 1984) e do Catálogo Solar (Moore et al 1966).

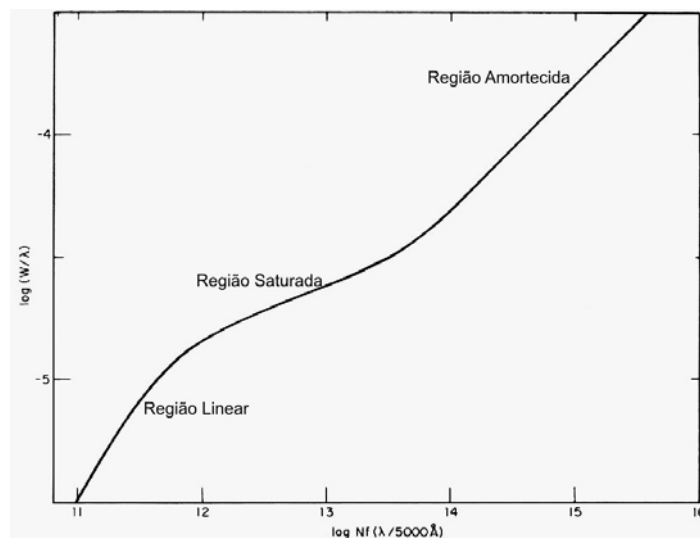


Figura 18 – Uma curva de crescimento geral para o Sol. (Figura de Aller et al 1971). As regiões assinaladas são alterações minhas a figura.

As linhas foram selecionadas a partir de uma expectativa instrumental do comportamento das variáveis de ajuste das gaussianas: uma relação linear entre LE e P_λ para linhas não saturadas e FWHM quase constante para linhas sem desenvolvimento expressivo de asas Lorentzianas.

As asas Lorentzianas começam a ficar expressivas na região saturada da curva de crescimento, quando a profundidade da linha já não aumenta mais tanto em função do aumento da LE.

Os mecanismos preponderantes de alargamento intrínseco até a parte saturada da curva de crescimento são: o alargamento instrumental e Doppler devidos à temperatura, movimentos turbulentos e rotação da estrela. O alargamento instrumental é dado pelo inverso da resolução:

$$\frac{\Delta\lambda_I}{\lambda} = \frac{1}{R} = \frac{1}{60.000} = 1,67 \times 10^{-5}$$

Equação 19

O alargamento térmico, da equação equação 20, é:

$$\frac{\Delta\lambda_T}{\lambda} = \frac{1}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} = 4,3 \times 10^{-6} \sqrt{\frac{T/100}{\mu}}$$

Equação 21

onde μ é o peso atômico em unidades de massa atômica.

Para $T = 5.777K$ (Sol) e μ variando de 12 para o carbono e 152 para o európio, o alargamento varia entre $2,7 \times 10^{-6}$ e $9,4 \times 10^{-6}$.

O alargamento rotacional tem uma fórmula mais simples:

$$\frac{\Delta\lambda_R}{\lambda} = \frac{v \operatorname{sen} i}{c}$$

Equação 22

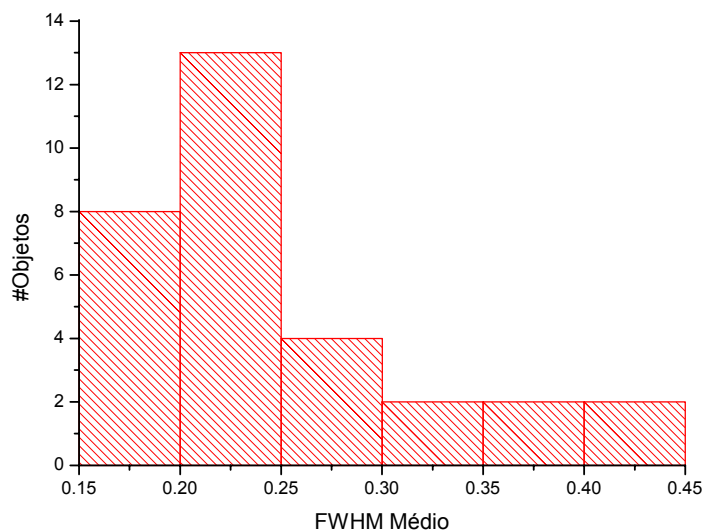


Figura 19 - Histograma do FWHM médio para os objetos da amostra.

Para $v \sin i$ de aproximadamente 20km/s, temos um alargamento da ordem de $6,7 \times 10^{-5}$. Se considerarmos uma linha no meio do espectro, em 6.000 Å, temos um alargamento de 0,4 Å, o que é condizente com a largura a meia altura média observada que é maior do que 0,2 Å. No histograma abaixo vemos que a maioria dos objetos se encontra neste regime. As estrelas com valores maiores tem suas linhas espectrais alargadas por rotação.

Assim, para testar se as linhas medidas têm as propriedades esperadas, testamos se a razão entre FWHM por comprimento de onda é constante em função da LE, hipótese bastante razoável tendo em vista os mecanismos de alargamento da linha que portanto influenciam no valor da FWHM.

$$\frac{LE_{\lambda}}{\lambda} \propto cte$$

Equação 23

O segundo teste tem por base a teoria de curva de crescimento, onde o crescimento da LE de uma linha é devido ao aumento da profundidade da linha.

$$LE_{\lambda} \propto p_{\lambda}$$

Equação 24

Neste regime a LE varia quase que linearmente com a abundância – região linear da curva de crescimento. A LE também deve variar com o comprimento de onda, em função da energia contida, que é maior quanto menor o comprimento de onda.

$$LE_{\lambda} \propto \lambda$$

Equação 25

Assim a LE deve ser proporcional ao produto da profundidade pelo comprimento de onda, ou a razão entre LE e comprimento de onda deve ser proporcional à profundidade.

$$\frac{LE_{\lambda}}{\lambda} \propto p_{\lambda}$$

Equação 26

As linhas que não estão nessa função não foram bem representadas pelas gaussianas, ou pela presença de defeitos ou ruído nos espectros, ou porque estão saturadas.

5.3 – Medida de Linhas

Como base na lista de linhas escolhidas, por terem LE entre aproximadamente 5 mÅ e 120 mÅ, com separação evidente para um FWHM de até 0,4 mÅ, foi possível criar um arquivo de comandos do cursor que foi utilizado como parâmetro na tarefa “bplot” do pacote “echelle” do IRAF. Parte do arquivo cursor é mostrado abaixo:

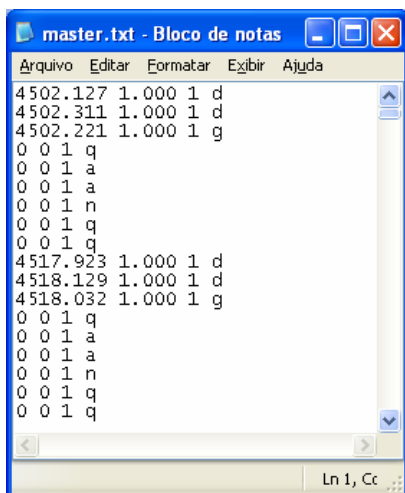


Figura 20 - Arquivo "master.txt" contendo o parâmetro de cursor para a tarefa "bplot" do IRAF.

No exemplo acima é mostrado como a tarefa mediria duas linhas, uma com centro em 4502,221 Å e outra em 4518,032 Å. Aqui “medir a linha” é a tarefa de fazer uma aproximação do perfil da linha de absorção a uma função gaussiana (equação 16).

```

I R A F
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = echelle
TASK = bplot

images = HD 20630_n2 List of images to plot
(apertur= 45) List of apertures to plot
(band = 1) Band to plot
(graphic= stdgraph) Graphics output device
(cursor = master.txt) Cursor file(s)

SPLOT query parameters to fix
(next_im= ) Next image to plot
(new_ima= ) Image to create
(overwri= yes) Overwrite image?
(spec2 = ) Spectrum
(constan= 0.) Constant to be applied
(wavelen= 0.) Dispersion coordinate
(linelis= ) File
(wstart = 0.) Starting wavelength
(wend = 0.) Ending wavelength
```

```

(dw      =          0.) Wavelength per pixel
(boxsize=          2) Smoothing box size

(ilist   =          )
(clist   =          )
(mode    =          ql)

```

Os dados resultantes deste exemplo são mostrados abaixo:

center	cont	flux	eqw	core	gfwhm	lfwhm
4502.213	1.	-0.0669	0.0669	-0.4127	0.1523	0.
4518.025	1.	-0.0818	0.0818	-0.4975	0.1545	0.

O centro da linha ficou em torno de 0,01 Å distante do indicado, mas isso não influencia o valor da LE. A contagem ficou em 1, como esperado para espectros normalizados e como foi indicado no arquivo cursor. O fluxo é negativo, como esperado para uma linha de absorção e a LE (coluna “eqw” do arquivo de saída) é o seu valor absoluto, também esperado já que o contínuo estava em 1. Por fim temos o valor do FWHM gaussiano (coluna “gfwhm”), em torno de 0,15 Å o que representa $3,3 \times 10^{-5}$ de 4500 Å, que é também esperado se somarmos todas as contribuições de alargamento descritas em 6.1. Por fim, o FWHM lorentziano (coluna “lfwhm”) foi forçado em zero já que fizemos a transformação *a posteriori* para o perfil de Voigt, que é a convolução dos perfis lorentziano e gaussiano.

Todas as LE foram medidas automaticamente com este procedimento. O arquivo com os comando de cursor está otimizado para uma estrela como o Sol. Uma vez que o Sol está próximo do centro dos valores dos parâmetros atmosféricos, esperamos bons resultados na aplicação deste método à nossa amostra.

5.4 – Testes

Nossa expectativa é que FWHM/λ tenha um comportamento constante em função da largura equivalente. Quando a LE fica grande ($> 60\text{m}\text{\AA}$) as asas lorentzianas começam a influenciar. Nesse ponto FWHM/λ já não é mais estritamente constante e começa a crescer lentamente com a LE, devido à incapacidade da gaussiana de ajustar as asas. Em termos das medidas isso se traduz como um FWHM inicialmente alto.

Outro fator que influencia é a estrutura hiperfina em algumas linhas, esta estrutura é, na verdade, a sobreposição de várias linhas, muito próximas, mas

que vemos no espectro como se fossem apenas uma. Estas linhas não serão eliminadas neste teste. Abaixo mostramos um exemplo de eliminação de linhas, seguindo este teste.

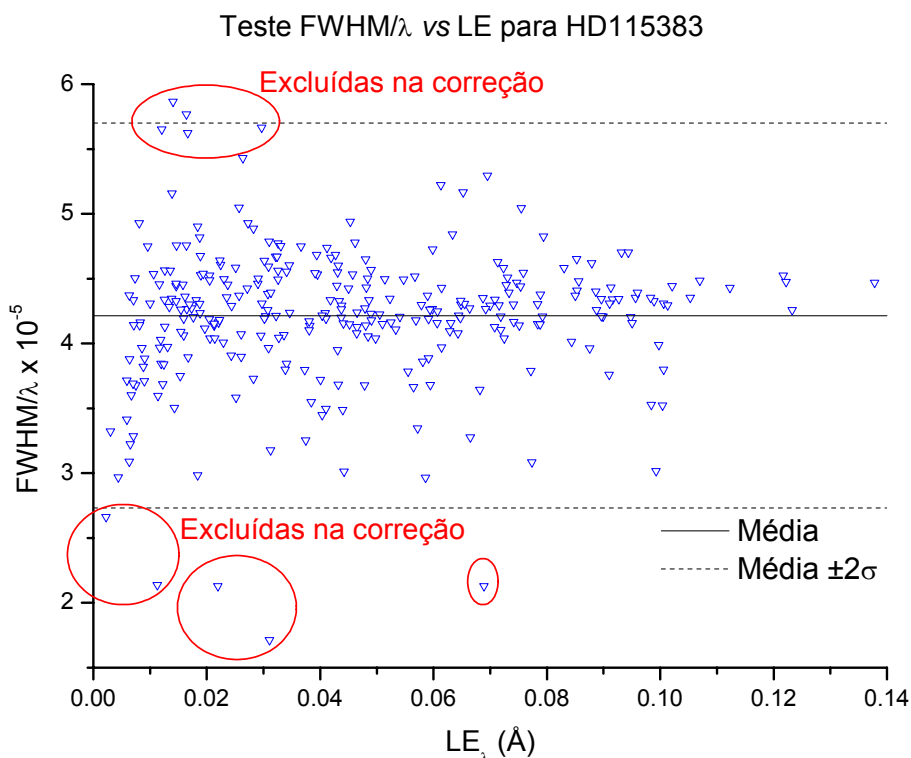


Figura 21 - Teste FWHM/λ vs W_λ mostrando as linhas que foram eliminadas neste teste. As marcadas em azul tiveram suas medidas revistas, o que serviu para corrigir o arquivo de cursor. As linhas circuladas em vermelho apresentavam desacordo com o esperado e foram e foram eliminadas.

Este teste foi repetido até que não houvessem linhas fora do intervalo da média $\pm 2\sigma$. Vemos que existe maior dispersão nas linhas com larguras equivalentes menores, visto que o ruído influencia mais estas estruturas fracas.

Agora o teste aplicado é o da verificação de que as linhas seguem uma relação linear entre a razão de LE/λ e profundidade. Um exemplo para HD 20630 é mostrado abaixo. As linhas que estão fora do intervalo de 95% de confiança foram eliminadas. A regressão linear foi obtida com os pontos com $\text{LE} < 150 \text{ m}\text{\AA}$ para não levar em conta pontos que fossem da parte saturada da curva de crescimento (Ver 6.1). O ponto de quebra de linearidade varia para cada estrela em função da T_{ef} e ξ , e foi decidido empiricamente para cada uma delas.

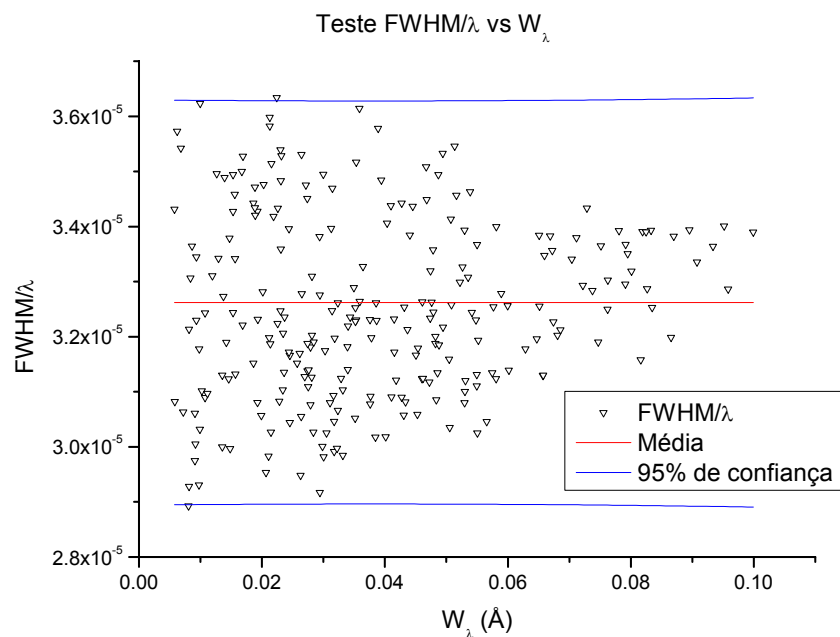


Figura 22 - Resultado das exclusões sucessivas das linhas fora do intervalo da média $\pm 2\sigma$, gerando o conjunto de linhas utilizados para a análise.

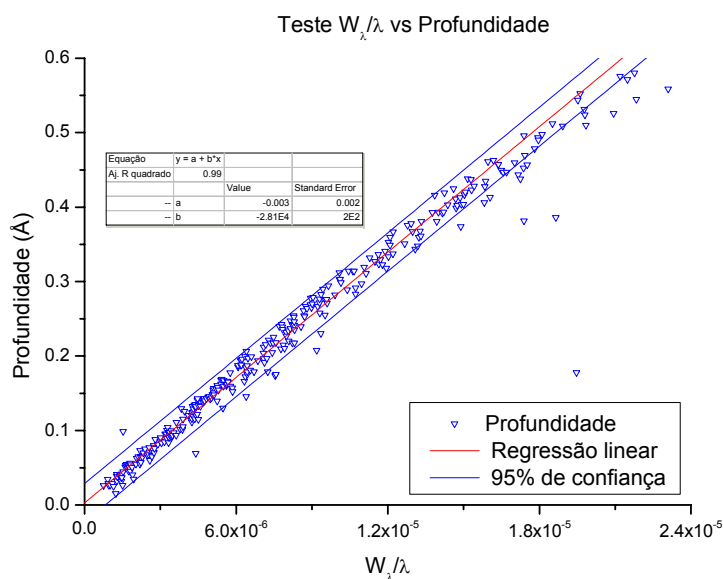


Figura 23 - Teste de W_λ/λ vs Profundidade para HD 20630. A linha pontilhada se refere a regressão linear e a azul ao intervalo de 95% de confiança. As linhas fora deste intervalo foram eliminadas no teste.

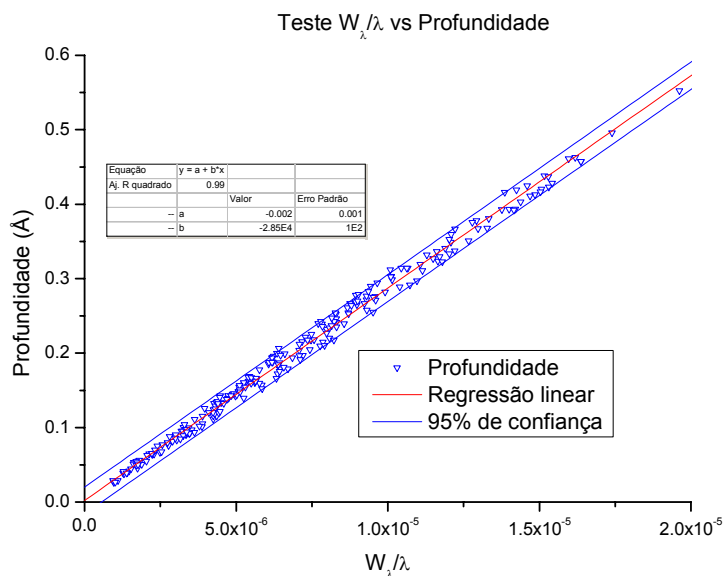


Figura 24 - Teste de W_λ/λ vs profundidade para HD 20630 após eliminar as linhas que estavam fora do intervalo de 95% de confiança.

Concluindo este teste, retornei ao teste anterior para verificar se ainda restavam linhas fora dos critérios até que todas as linhas passassem nos dois testes, simultaneamente. As linhas que passaram nos dois testes foram utilizadas no conjunto final de linhas para a obtenção dos parâmetros físicos e as abundâncias, após a aplicação da transformação da equação 23.

Utilizamos os valores de $\log gf$ de Di Bartolo (2005) para que o procedimento ficasse coerente. Agora temos os gfs calculados a partir das LEs do espectro do Sol (representado aqui pelo espectro do satélite joviano Ganimedes), transformados pela equação 27 para o perfil Voigt. Para este padrão também foram transformadas as LEs deste trabalho, pela equação 28. Com estas transformações, todos os dados estão no mesmo padrão e podemos obter os parâmetros e as abundâncias seguindo o método diferencial.

5.5 – Modelos

Os parâmetros para todos os objetos foram obtidos a partir de modelos atmosféricos. Para calcular os parâmetros físicos e as abundâncias foi necessário primeiro estabelecer um modelo teórico para a fotosfera da estrela. O objetivo do cálculo destes modelos é estabelecer as variáveis que influenciam na formação das linhas na atmosfera estelar.

O modelo, portanto, se caracteriza pela descrição física das camadas mais externas de uma estrela, que são as camadas que contribuem para a formação do espectro, mais especificamente a variação dos parâmetros termodinâmicos com a profundidade, tais como temperatura, pressão gasosa, pressão eletrônica e densidade. Para acessar o problema computacionalmente, algumas considerações tiveram de ser feitas que são:

- ETL – Equilíbrio termodinâmico local. A distinção entre equilíbrio termodinâmico local e global tem relação com o todo o sistema e a vizinhança de uma parte do sistema. Trocas de calor com um sistema e a parte de fora são controladas por parâmetros intensivos como, por exemplo, a temperatura. Equilíbrio termodinâmico global significa que estes parâmetros intensivos são homogêneos em todo o sistema. Enquanto no ETL, os parâmetros estão variando em espaço e tempo, mas tão lentamente que, para qualquer ponto, podemos assumir equilíbrio termodinâmico na sua vizinhança.
- Simetria esférica – para simplificação a estrela é considerada perfeitamente esférica.
- Aproximação plano-paralela – as camadas consideradas são paralelas entre si, isso faz com que tenhamos apenas uma coordenada espacial, que é a profundidade. Esta aproximação é razoável, visto que a espessura da fotosfera é muito pequena em comparação com o raio da estrela. Para o Sol, por exemplo, a fração é de 0,001.
- Parâmetros constantes em cada camada – os modelos dividem a fotosfera em 50 camadas e consideramos cada uma em ETL.
- Equilíbrio hidrostático – as camadas fotosféricas não estão aceleradas e o raio da estrela não está variando, de forma que a pressão gravitacional, dos gases e de radiação estão em equilíbrio.
- Ausência de campos magnéticos.

O modelos utilizados são de Edvardsson et al. (1993), válidos estritamente para estrelas com temperatura efetiva entre 5.250K e 6.000K,

logaritmo da gravidade superficial (cm s^{-2}) entre 2,5 e 5,0 e $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre -2,3 e 0,3.

Tabela 4 - Modelo de Atmosfera para o Sol. T é a temperatura, N_{H} é o número de átomos de H por cm^2 , P_e é a pressão eletrônica, P_g é a do gás. τ_{5000} é a profundidade ótica para 5000Å.

T K	N_{H} 10^{24}	P_e dina/cm ²	P_g dina/cm ²	$\log \tau_{5000}$
4460	0,03	1,53E-01	2,00E+03	-3,50
4478	0,04	1,66E-01	2,31E+03	-3,40
4502	0,04	1,87E-01	2,59E+03	-3,30
4519	0,05	2,13E-01	2,98E+03	-3,20
4543	0,05	2,41E-01	3,35E+03	-3,10
4559	0,06	2,74E-01	3,86E+03	-3,00
4583	0,07	3,09E-01	4,33E+03	-2,90
4600	0,08	3,53E-01	4,99E+03	-2,80
4623	0,09	3,98E-01	5,59E+03	-2,70
4639	0,10	4,53E-01	6,45E+03	-2,60
4661	0,11	5,09E-01	7,22E+03	-2,50
4678	0,13	5,80E-01	8,33E+03	-2,40
4701	0,14	6,52E-01	9,32E+03	-2,30
4717	0,17	7,43E-01	1,07E+04	-2,20
4740	0,19	8,35E-01	1,20E+04	-2,10
4760	0,21	9,52E-01	1,39E+04	-2,00
4783	0,24	1,07E+00	1,55E+04	-1,90
4804	0,28	1,22E+00	1,79E+04	-1,80
4831	0,31	1,38E+00	2,00E+04	-1,70
4856	0,35	1,58E+00	2,31E+04	-1,60
4890	0,40	1,79E+00	2,58E+04	-1,50
4921	0,46	2,06E+00	2,97E+04	-1,40
4964	0,51	2,35E+00	3,32E+04	-1,30
5006	0,59	2,73E+00	3,83E+04	-1,20
5057	0,66	3,14E+00	4,28E+04	-1,10
5114	0,76	3,70E+00	4,93E+04	-1,00
5181	0,85	4,32E+00	5,50E+04	-0,90
5257	0,97	5,19E+00	6,31E+04	-0,80
5344	1,09	6,22E+00	7,04E+04	-0,70
5446	1,24	7,76E+00	8,01E+04	-0,60
5560	1,38	9,77E+00	8,91E+04	-0,50
5694	1,54	1,30E+01	9,96E+04	-0,40
5841	1,70	1,77E+01	1,10E+05	-0,30
6009	1,86	2,54E+01	1,20E+05	-0,20
6208	2,02	3,88E+01	1,30E+05	-0,10
6418	2,15	6,00E+01	1,39E+05	-0,01
6686	2,28	1,02E+02	1,47E+05	0,10
6954	2,38	1,68E+02	1,53E+05	0,19
7334	2,47	3,24E+02	1,60E+05	0,30
7644	2,54	5,31E+02	1,64E+05	0,39
7921	2,61	8,01E+02	1,68E+05	0,50
8153	2,67	1,11E+03	1,72E+05	0,60
8362	2,73	1,47E+03	1,76E+05	0,70
8558	2,79	1,89E+03	1,80E+05	0,80
8735	2,85	2,36E+03	1,84E+05	0,90

Estes modelos foram calculados através de um programa gentilmente cedido pela Dr. Monique Spite (Observatório de Meudon, Paris) que interpola os valores de temperatura em função da profundidade ótica para valores entre modelos.

Para gerar os modelos colocamos como dados de entrada a temperatura, metalicidade, gravidade superficial e a razão populacional entre os átomos de hélio e hidrogênio.

O valor utilizado para a temperatura efetiva solar foi igual a 5777K, [Fe/H] igual a zero (por definição), onde a notação $[A/B] = \log N(A)/N(B)_{\text{estrela}} - \log N(A)/N(B)_{\text{sol}}$, $\log g$ igual a 4,44, ξ igual a 1 km/s e $n_{\text{He}}/n_{\text{H}}$ igual a 0,1. Abaixo é mostrado o modelo de atmosfera para o Sol a partir destes valores.

Para calcular os parâmetros físicos das estrelas da amostra, calculamos vários modelos baseados nas medidas de LE das linhas de Fe I e Fe II, conforme exposto mais adiante.

5.6 – Parâmetros Atômicos

Para que possamos extrair os dados a partir dos modelos atmosféricos e das medidas de LE, faz-se necessário, também, conhecer os parâmetros atômicos associados a cada transição atômica envolvida.

Os parâmetros atômicos que precisamos para, junto com os parâmetros atmosféricos, completar os cálculos são o potencial de excitação e gf (peso estatístico e força de oscilador) das transições atômicas.

A utilidade destes parâmetros é evidente na expressão para a opacidade atômica (Barbuy, 1982):

$$\kappa_a(\lambda) = \frac{\pi^2 e^2}{m_e c^2} \lambda^2 Z g f N_Z 10^{-\chi \theta \frac{H(a,\nu)}{\Delta \lambda_D} \left(1 - e^{-\frac{hc}{\lambda kT}} \right)}$$

Equação 29

Onde m_e é a massa do elétron c é a velocidade da luz, λ é o comprimento de onda da transição, Z é a abundância do elemento formador da linha por massa, g é o peso estatístico e f é a probabilidade de transição (força de oscilador) quântica entre os níveis eletrônicos envolvidos na transição, N_Z é a população do nível inferior da transição, χ é o potencial de ionização da transição, $\theta = 5040/T_{\text{ef}}(\text{K})$, onde T_{ef} é a temperatura efetiva, $\Delta \lambda_D$ é o

alargamento Doppler, $H(a,v)$ é a função de Hjertings, h é a constante de Planck e k é a constante de Boltzmann.

Os potenciais de excitação χ de cada linha foram extraídos de Moore et al (1966) e os gfs foram obtidos por Di Bartolo (2005). As abundâncias solares utilizadas foram as de Asplund et al (2004).

5.6.1 – Estrutura Hiperfina

O termo se refere a uma coleção de diferentes efeitos que levam a deslocamentos e alargamentos nos níveis de energia dos átomos, moléculas e íons. O nome é uma referência à estrutura fina que resulta de uma interação entre momentos magnéticos associados com o spin do elétron e momento angular orbital. A estrutura hiperfina, com deslocamentos de energia tipicamente ordens de magnitude menores do que a estrutura fina, resulta da interação do núcleo (ou núcleos nas moléculas) com campos elétricos e magnéticos gerados internamente.

Em átomos, a estrutura hiperfina se deve à energia do momento magnético de dipolo nuclear no campo magnético gerado pelos elétrons e a energia do momento magnético de quadrupolo nuclear no gradiente do campo elétrico devido à distribuição de carga no átomo. O resultado são subtransições que originam linhas espectrais de comprimentos de onda levemente deslocados do centro da transição.

No espectro, temos várias linhas da mesma transição, separadas apenas por poucos centésimos, ou menos, de Ångström. Devido a baixa resolução, vemos como se estas fossem uma só, mais larga. Assim a opacidade é diminuída no centro da linha e, se não levássemos em conta a EHF, poderíamos superestimar a abundância do elemento que está envolvido na transição.

Para levar em conta a EHF, devemos considerar o gf de cada sublinha com respectivos espaçamentos e, assim, realizar o procedimento semelhante ao sem EHF.

Os átomos C, Na, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Fe, Ni, Zn, Sr, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Sm, Gd e Eu têm número par de bárions, não desenvolvendo EHF, já no Y, esta é desprezível segundo Steffen (1985). Para Sc, V, Mn, Co e Cu tivemos que listar cada sublinha, com seu gf e fazer utilizar a rotina RAIITH que leva

este tipo de configuração em conta. Os gfs solares para as linhas com EHF foram obtidos por Di Bartolo (2005).

5.7 – Parâmetros Atmosféricos

Para obtenção dos parâmetros atmosféricos são necessários os valores das LE das linhas de Fe I e Fe II, bem como os *gfs* e potenciais de excitação associados. Comparando como a abundância calculada a partir das LE varia com os outros dados de entrada, como potencial de excitação ou a própria LE, é possível obter todos os parâmetros. Esta tarefa poderia tornar-se dispendiosa de tempo se não fosse a utilização de um programa desenvolvido por Ronaldo O. da Silva e Gustavo F. Porto de Mello (Observatório do Valongo, UFRJ) chamado “getstar” que realiza esta tarefa iterativamente. A convergência é atingida quando as seguintes exigências são satisfeitas:

- Metalicidade obtida igual à de entrada;
- Equilíbrio do potencial de excitação das linhas do Fe I;
- Equilíbrio de ionização do Fe I e Fe II;
- Abundâncias iguais para as linhas de LE fortes e fracas;

5.7.1 – Metalicidade

Este é o primeiro parâmetro calculado pelo programa e é mais visto com o símbolo $[Fe/H]$.

Partindo dos parâmetros atmosféricos solares, o programa interpola um modelo de atmosfera e então executa a rotina RAIT, que calcula a média da metalicidade para todas as linhas de Fe I. Assim o programa itera a metalicidade recém obtida atualizando o arquivo para um outro modelo até que o valor de entrada e de saída sejam os mesmos.

5.7.2 – Temperatura Efetiva

A temperatura efetiva fotométrica foi calculada como mostrado na seção 4.2 e os resultados de temperatura fotométrica e suas incertezas associadas são mostrados na tabela na página seguinte.

Observe que a dispersão entre as temperaturas efetivas calculadas a partir dos vários índices é bem baixa, me geral menor que 50K, mostrando uma ótima consistência interna da técnica.

Tabela 5 - Temperatura fotométrica calculada a partir de várias cores com a dispersão.

HD	T^{fot} (B - V)	T^{fot} (B _T - V _T)	T^{fot} (b - y)	T^{fot} Média	σ^{fot}
11131	5766	5833	5876	5831	45
13594	6502	6466	6509	6494	18
13959	4536	4642	0	4590	53
17925	5170	5131	5156	5153	15
20630	5724	5768	5769	5756	20
26913	5691	5740	5716	5716	19
26913	5701	5751	5723	5725	20
26923	6043	6027	6025	6031	8
35296	6207	6264	6299	6262	38
37394	5248	5243	5282	5260	18
38392	4886	-	4947	4921	30
38393	6309	6291	6478	6373	88
39587	5982	5997	6053	6016	32
41593	5286	5270	-	5278	8
42807	5733	5739	5748	5741	6
44762	5107	5097	-	5102	5
45088	4815	4758	4780	4784	22
50692	5978	5919	6000	5969	34
64096	5898	5875	5983	5925	48
72905	5893	5921	5865	5890	24
75332	6159	6214	6196	6191	22
75605	5056	5085	0	5070	14
79028	5956	5992	5916	5950	32
81858	5944	5979	5919	5944	25
85444	5011	5006	-	5008	3
88355	6363	6354	6478	6407	59
89025	6820	6731	7184	6942	204
97334	5982	5951	5906	5942	32
109011	4829	4807	-	4818	11
109647	4856	4810	-	4833	23
111456	6319	6302	6263	6291	24
115043	5947	5947	5872	5916	37
115383	6046	6073	6107	6079	26
119124	6160	6213	6150	6172	27
131156	5532	5400	5491	5475	52
238179	5669	5688	-	5678	10
238208	5249	5188	-	5218	31

Para calcular a temperatura espectroscópica, compara-se a abundância calculada para cada linha do Fe I com seu potencial de excitação. Se a abundância aumenta em função de χ , então a temperatura está superestimada e deve-se rodar novamente o programa que calcula o modelo atmosférico com uma temperatura mais baixa. Abaixo mostramos um gráfico das abundâncias em função das LE para cada linha do Fe I em HD 131156 para três temperaturas, bem como a regressão linear com o intervalo de 95% de confiança.

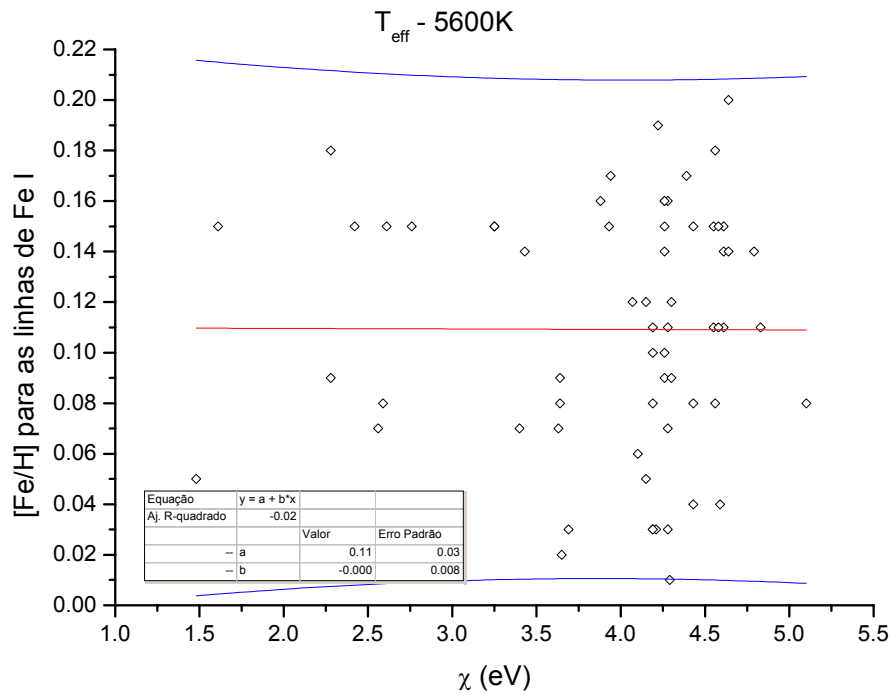


Figura 25 - [Fe/H] para as linhas do Fe I em função da LE para HD 131156 em $T_{\text{ef}} = 5.600\text{K}$. A regressão linear está em vermelho e o intervalo de 95% de confiança em azul.

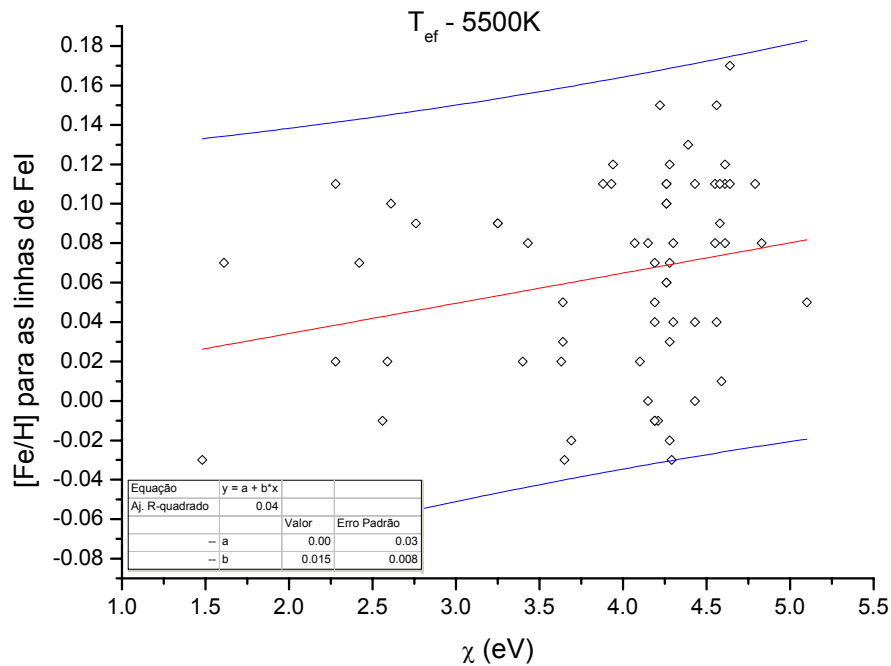


Figura 26 - [Fe/H] para as linhas do Fe I em função da LE para HD 131156 em $T_{\text{ef}} = 5.500\text{K}$. A regressão linear está em vermelho e o intervalo de 95% de confiança em azul.

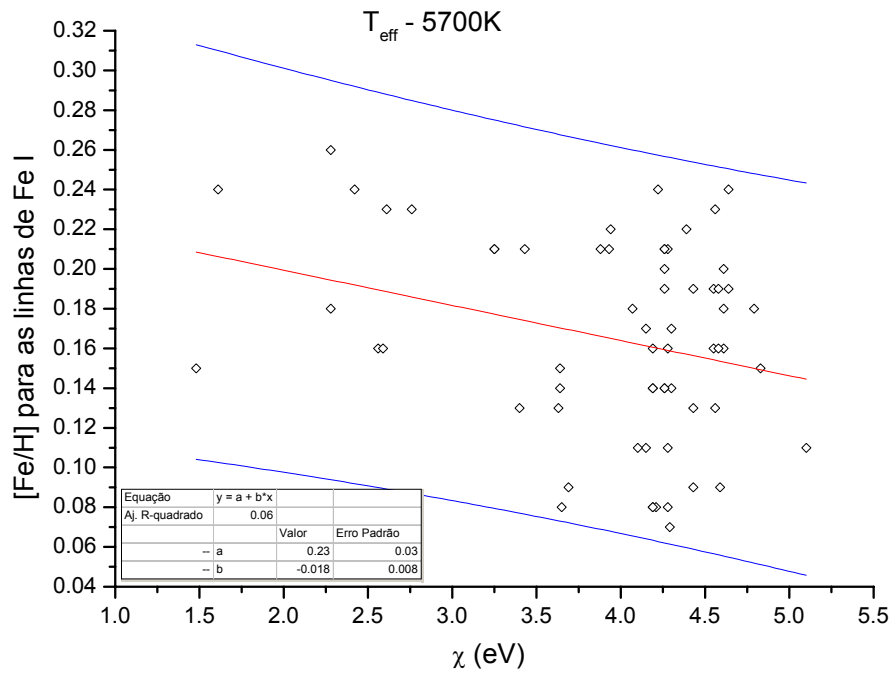


Figura 27 - [Fe/H] para as linhas do Fe I em função da LE para HD 131156 em $T_{\text{eff}} = 5.700\text{K}$. A regressão linear está em vermelho e o intervalo de 95% de confiança em azul.

O programa calcula, então, a inclinação da regressão e altera a temperatura do modelo até que a inclinação fique em zero. As populações do Fe I e Fe II são bastante influenciadas pela temperatura e isso é mais fácil de observar quando vemos em função do potencial de excitação de cada transição.

5.7.3 – Velocidade de Microturbulência

Este parâmetro é evocado para explicar um alargamento adicional observado nas linhas espectrais que é associado a campos de velocidades, pois entra no alargamento Doppler, daí o nome velocidade de microturbulência. Esse alargamento adicional é necessário para explicar as larguras observadas no núcleo Doppler, que não se justificam apenas pelo alargamento térmico.

Outra característica é a de atrasar a saturação das linhas moderadamente intensas, até 150 mÅ. Assim ela pode ser obtida de forma análoga à temperatura efetiva.

5.7.4 – Gravidade Superficial

Uma forma de se acessar o valor da gravidade superficial nos objetos que foram estudados é através do equilíbrio de ionização entre Fe I e II. Nas condições estudadas, a maior parte dos átomos de ferro se encontram ionizados sob a forma de Fe II, sendo a metalicidade calculada pelas linhas do

Fe II bastante sensível a mudanças na gravidade superficial e pouco na temperatura efetiva.

O aumento de gravidade implica aumento de pressão eletrônica, desfavorecendo a população ionizada. O equilíbrio acontece, portanto, quando a razão [Fe/H] calculada para as linhas de Fe I e II coincidem.

Assim a função do programa é estabelecer o modelo atmosférico, alterando a gravidade superficial, até que a média das razões [Fe/H] calculadas pelas linhas do Fe I seja igual às calculadas a partir do Fe II.

5.7.5 – Teste Estatístico Sobre as Abundâncias

Mesmo excluindo as linhas que não possuíam propriedades físicas compatíveis com o esperado nos testes apresentados em 6.4, ainda é possível, dado o grande número de medidas, selecionar ainda melhor a amostra.

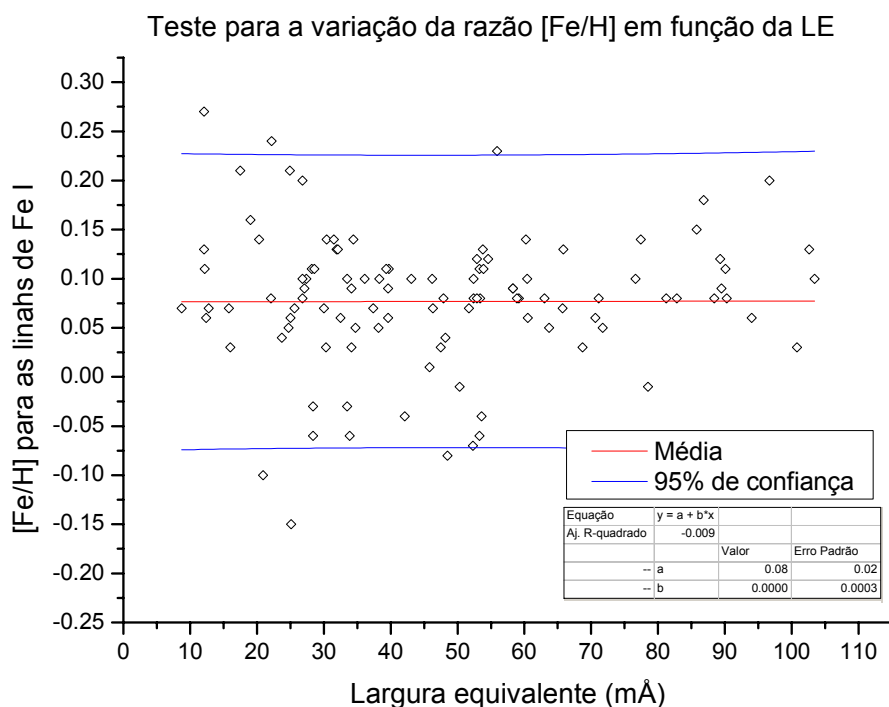


Figura 28 – Teste para a variação da razão [Fe/H] em função da LE para cada linha de Fe I. As linhas fora do intervalo de 95% de confiança serão excluídas e o teste será refeito até que não haja nenhuma linha fora de tal intervalo.

Uma má determinação no contínuo durante a normalização ou pequenos defeitos no espectro estelar ou ruído podem comprometer um número de linhas de forma mais suave, fazendo com que estas linhas passassem nos testes anteriores. Agora, na determinação dos parâmetros é possível fazer uma

segunda seleção, que consiste em retirar as linhas cujas medidas levam a razões [Fe/H] fora da média $\pm 2\sigma$.

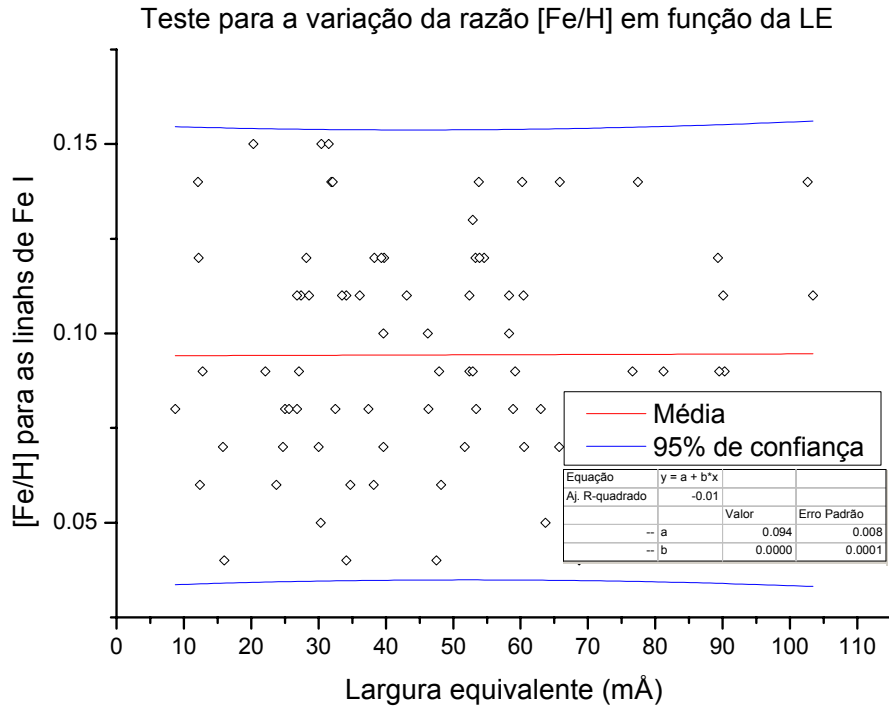


Figura 29 - Evolução da figura anterior mostrando o erro padrão 60% menor do que antes da exclusão das linhas fora do intervalo de confiança.

5.7.6 – Parâmetros Atmosféricos Encontrados

Abaixo mostramos uma tabela com todos os parâmetros atmosféricos encontrados para os objetos estudados, baseados nas LE de Fe I e II. A razão sinal-ruído (S/R) médio dos espectros estelares foi obtida utilizando a tarefa “bplot” do IRAF, aplicando o cálculo desta razão nas regiões do contínuo identificadas com o auxílio do Atlas Solar (Kurucz et al, 1984). As regiões escolhidas para o cálculo do S/R médio estão listadas abaixo. O S/R médio final é a média simples dos valores obtidos para cada intervalo.

Tabela 6 - Intervalos utilizados para o cálculo da razão sinal ruído.

Comprimento de Onda (Å)	
Inicial	Final

5841,300	5842,200
6109,200	6110,000
6118,300	6119,200
6180,800	6181,800
6196,350	6198,150

As calibrações fotométricas e os valores obtidos para a temperatura fotométrica se encontram no capítulo 2. As temperaturas fotométricas apresentadas abaixo foram obtidas com as calibrações apresentadas na seção 4.2 e com as razões [Fe/H] finais.

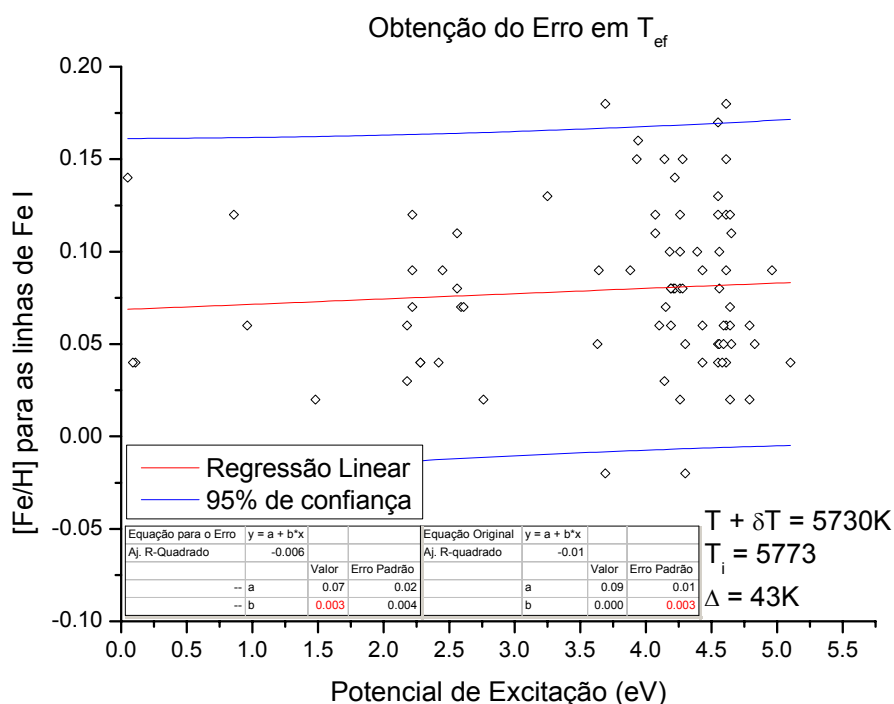
Tabela 7 - Parâmetros atmosféricos encontrados. Temperatura espectroscópica, fotométrica, gravidade superficial, velocidade de microturbulência, metalicidade, dispersão nas abundâncias calculadas a partir das linhas de Fe I e II, e o número de linhas utilizadas no cálculo final dos parâmetros para Fe I e II.

<i>HD</i>	T_{espec} (K)	T_{foto} (K)	$\log g$ (cm/s^2)	χ (km/s)	[Fe/H] (dex)	σ (Fe I) (dex)	σ (Fe II) (dex)	<i>n linhas</i> Fe I	<i>n linhas</i> Fe II
11131B	5867	5831	4.47	1.01	-0.02	0.02	0.07	64	11
13959	4732	4590	4.24	0.56	0.14	0.08	0.27	60	3
17925	5180	5153	4.44	1.21	0.06	0.03	0.06	70	10
20630	5773	5756	4.52	1.14	0.10	0.03	0.07	81	10
26913_n1	5663	5725	4.51	1.10	0.02	0.02	0.09	62	13
26913_n2	5644	5716	4.50	1.19	-0.01	0.03	0.06	82	10
26923	6087	6031	4.54	1.02	0.06	0.02	0.06	72	10
37394	5289	5260	4.42	1.11	0.09	0.04	0.13	72	11
38392	4884	4921	4.39	0.89	-0.05	0.05	0.19	66	8
38393	6412	6373	4.27	1.34	0.06	0.07	0.08	78	9
39587	6043	6016	4.56	1.30	0.10	0.04	0.08	82	14
41593	5283	5278	4.39	1.24	-0.01	0.03	0.14	60	12
42807	5714	5741	4.43	1.13	-0.04	0.01	0.08	57	11
44762	5266	5102	2.91	1.86	-0.12	0.04	0.06	86	10
45088	5076	4784	4.31	0.29	-0.22	0.07	0.27	73	8
50692	5915	5969	4.37	0.98	-0.14	0.03	0.06	80	11
64096	5820	5925	4.33	0.93	-0.13	0.02	0.07	80	12
72905	5915	5890	4.55	1.40	0.04	0.05	0.07	67	13
75332	6420	6227	4.51	1.48	0.26	0.05	0.07	79	14
75605	5127	5070	3.12	1.59	-0.11	0.02	0.10	72	11
79028	6022	5950	4.17	1.23	0.12	0.03	0.05	87	11
81858	5915	5944	3.96	1.32	0.08	0.03	0.06	85	8
85444	5112	5008	2.95	1.73	0.08	0.04	0.12	61	10
97334	5979	5942	4.49	1.25	0.16	0.04	0.07	95	12
109011	4990	4818	4.30	0.56	-0.17	0.07	0.16	80	6
109647	4946	4833	4.42	0.98	-0.05	0.06	0.26	72	8
115043	5950	5916	4.54	1.12	0.07	0.03	0.08	84	14
115383	6124	6079	4.33	1.40	0.23	0.03	0.08	83	13
131156A	5526	5475	4.62	0.98	-0.12	0.01	0.06	48	11
238179	5625	5678	4.32	1.10	0.19	0.04	0.11	78	10
238208	5551	5218	4.62	1.00	-0.11	0.02	0.04	54	10

5.8 – Estimativa dos Erros

Para o cálculo dos erros nos parâmetros atmosféricos, utilizamos um objeto representativo da amostra, HD 20630. Para este objeto foram calculados como alterações nos parâmetros reverberavam em variações nas razões $[Fe/H]$ para as linhas de Fe I e II. Para estimar o erro na metalicidade, utilizamos a dispersão em torno da média nos valores obtidos a partir das linhas de Fe I.

Abaixo mostramos um gráfico que mostra qual a variação em T_{ef} necessária para que a inclinação da regressão linear para $[Fe/H]$ vs χ seja igual ao erro padrão associado à inclinação. A inclinação, que na convergência foi a zero, para se chegar ao equilíbrio de excitação, tem um erro padrão associado de 0,003. Alterou-se a T_{ef} até que a nova inclinação, que antes era zero, tivesse o valor do erro padrão. A variação na temperatura necessária para alterar a inclinação em um erro padrão foi de 43K e esta é a incerteza estimada em T_{ef} .



Para obter o erro na gravidade superficial, o procedimento foi levemente diferente. Como os fatores mais sensíveis à alteração na gravidade são as abundâncias médias de Fe I e II, alterou-se a gravidade até que o valor da médias das abundâncias associadas às linhas de Fe I fosse igual a abundância obtida mais um desvio padrão das abundâncias associadas às linhas de Fe II. Este desvio foi de 0,07, então se alterou a gravidade até que a média das

abundâncias médias para o Fe I chegou a 0,115 e para o Fe II chegou de 0,045, assim a diferença ficou no valor do desvio e a diferença em log g foi de 0,125 que será a nossa incerteza associada a esta media.

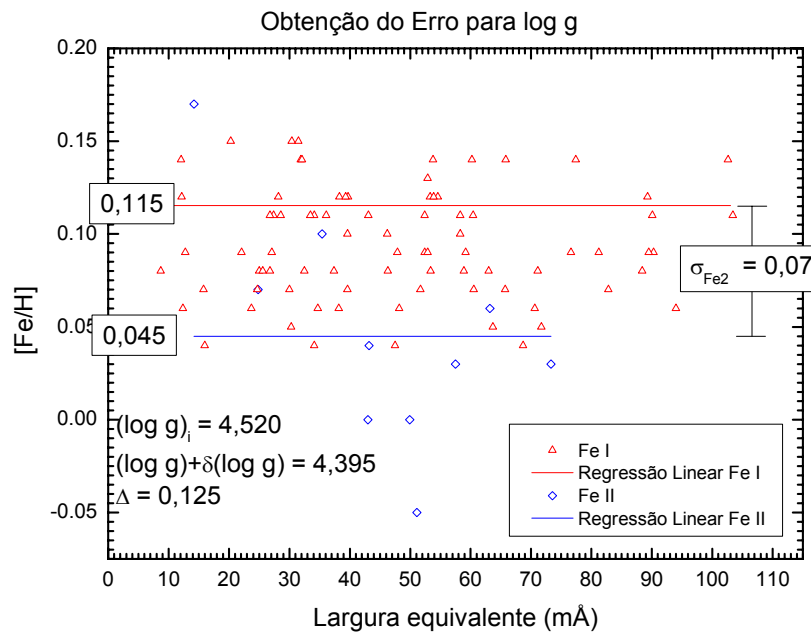
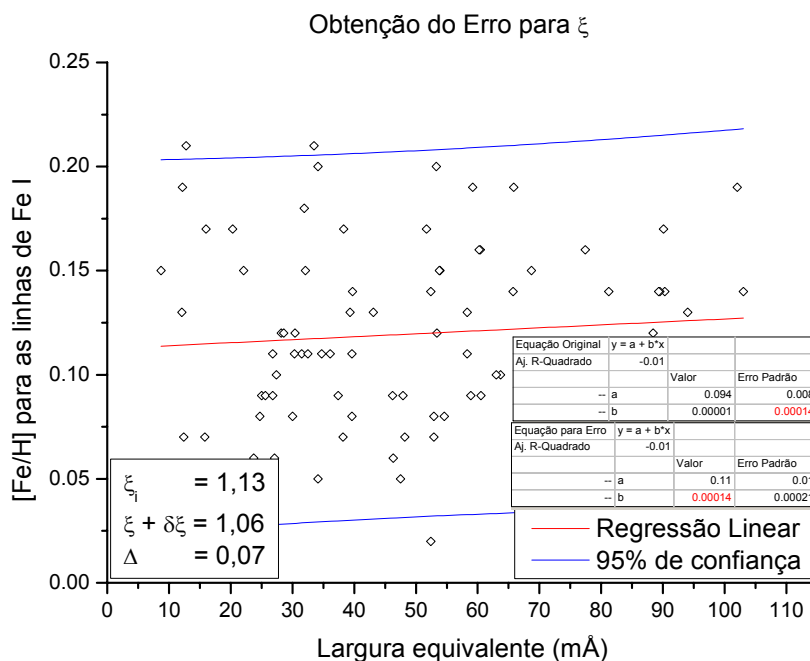


Figura 30 - Gráfico mostrando as abundâncias referentes às linhas de Fe I e II para uma gravidade superficial 0,125 maior do que a encontrada levando a uma diferença de abundância igual à dispersão nas abundâncias calculadas a partir das linhas de Fe II. Assim obtemos a incerteza associada à gravidade superficial.



Para a determinação da incerteza associada à velocidade de microturbulência, calculei qual seria a ξ necessária para que a inclinação da regressão linear da razão [Fe/H] vs LE para as linhas de Fe I fosse igual ao

erro padrão da regressão original. O erro padrão associado ao parâmetro de inclinação da reta da regressão era de $1,4 \times 10^{-3}$ e, alterando a ξ de 1,13km/s para 1,06 km/s foi possível obter esta inclinação na nova regressão linear. Assim o erro para a velocidade de microturbulência ficou em 0,07 km/s.

6 – Resultados

Com todos os parâmetros atmosféricos para a amostra, faz-se necessária uma análise para estabelecer o grupo cinemático dentro da amostra e compará-lo com as informações químicas, que são a maior contribuição deste trabalho para o problema. Foram calculadas as velocidades galácticas U, V e W e estes valores foram submetidos a testes para estabelecer grupos. Os valores das abundâncias foram posteriormente agrupados nos elementos representantes de grupos nucleossintéticos.

6.1 – Abundâncias

As abundâncias relativas aos elementos foram determinadas a partir do modelo atmosférico gerado com os parâmetros determinados anteriormente (6.7). Este modelo contém as profundidades ópticas para cada camada, possibilitando fazer a relação entre LE observada e abundância.

As abundâncias foram calculadas para cada elemento e os valores das linhas que ficaram fora de duas vezes o desvio padrão, a partir da média, foram eliminados até que não restasse nenhum neste intervalo. Isso só foi possível para os elementos que possuíam mais de três linhas medidas nos quais os desvios padrões foram reduzidos em até 60%.

As incertezas associadas a cada abundância foram estimadas das dispersões para um dado elemento e das abundâncias individuais das linhas. Nas figuras abaixo são mostrados os desvios padrões das medidas para cada elemento. Para os elementos com poucas linhas como Al, Ba, C, Ca, Cu, Eu, Gd, La, Na, Nd, Sm, Sr, Na e Zr os desvios padrões não são bons indicadores da incerteza. Para a maioria destes elementos a abundância definitiva será obtida com síntese espectral, em um trabalho futuro.

As barras de erro mostradas abaixo mostram as dispersões nas medidas das abundâncias para as várias linhas, mas os erros associados a estes elementos devem estar entre 0,04 e 0,10 dex para os objetos com S/R > 250 e um pouco maior para os outros objetos, como calculado por Porto de Mello et al (2008) utilizando a mesma técnica e usando espectros de qualidade semelhante. Todas as figuras abaixo serão indexadas como “Figura 32”.

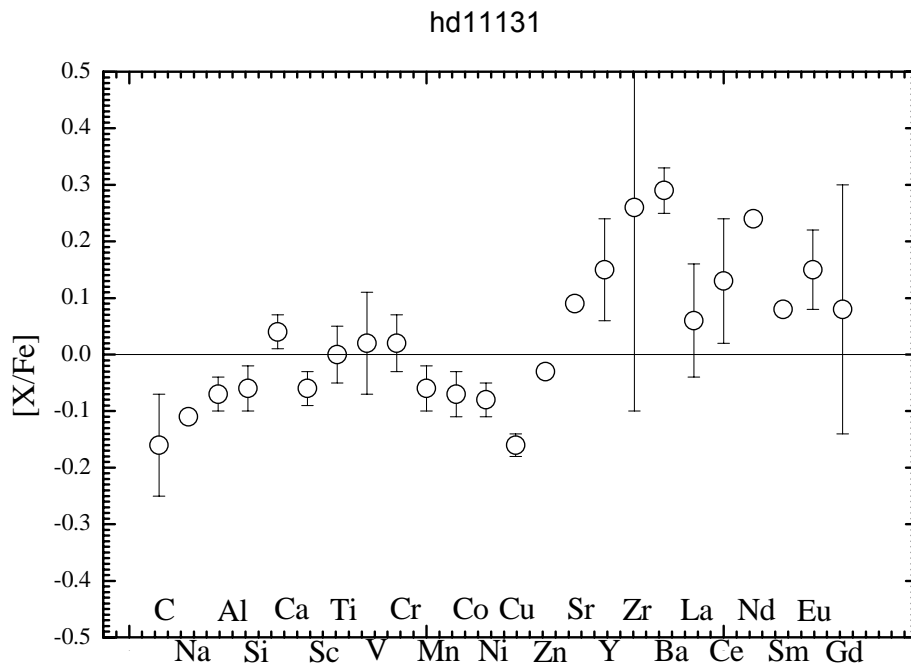
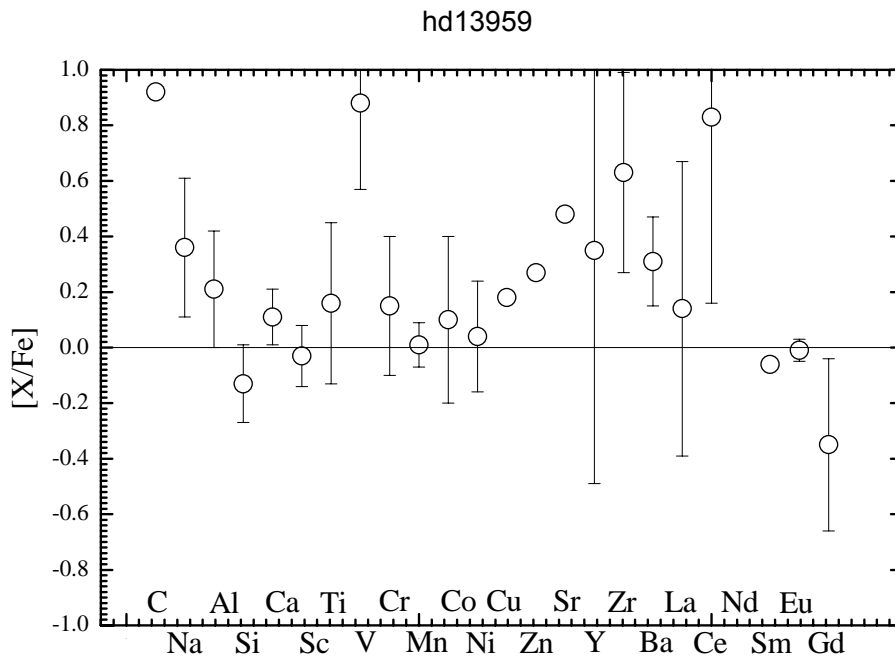
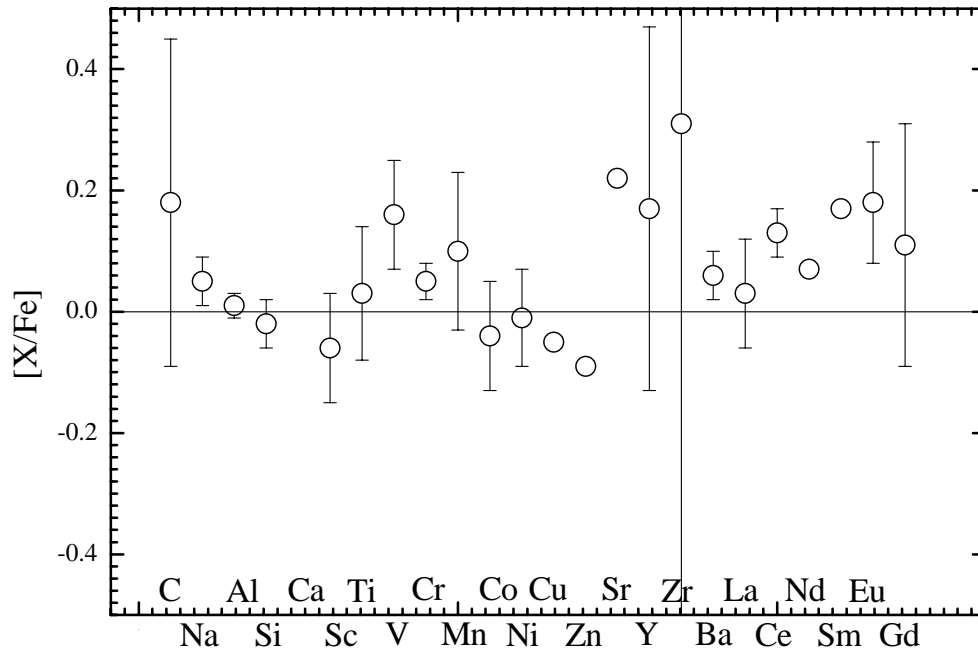


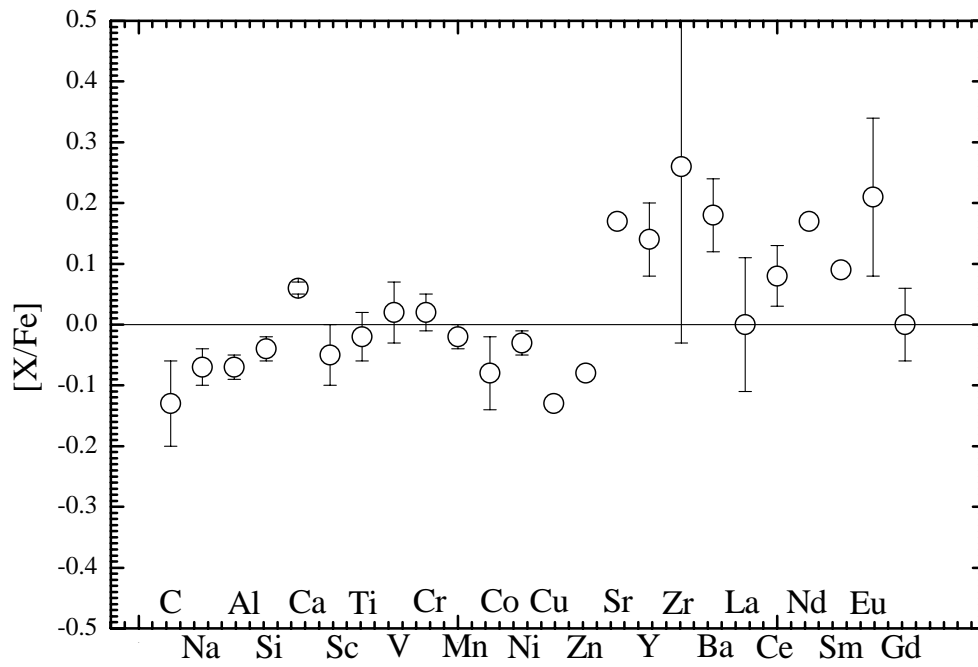
Figura 31 – Abundâncias dos elementos relativos ao Fe – [x/Fe] - com barras mostrando o desvio padrão das medidas para toda a amostra.



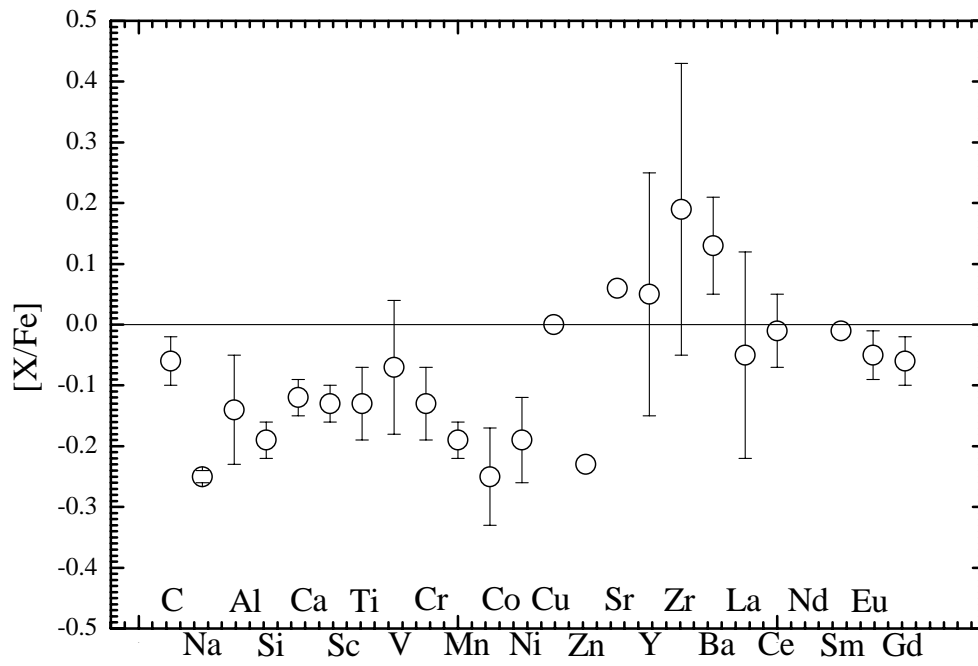
hd17925



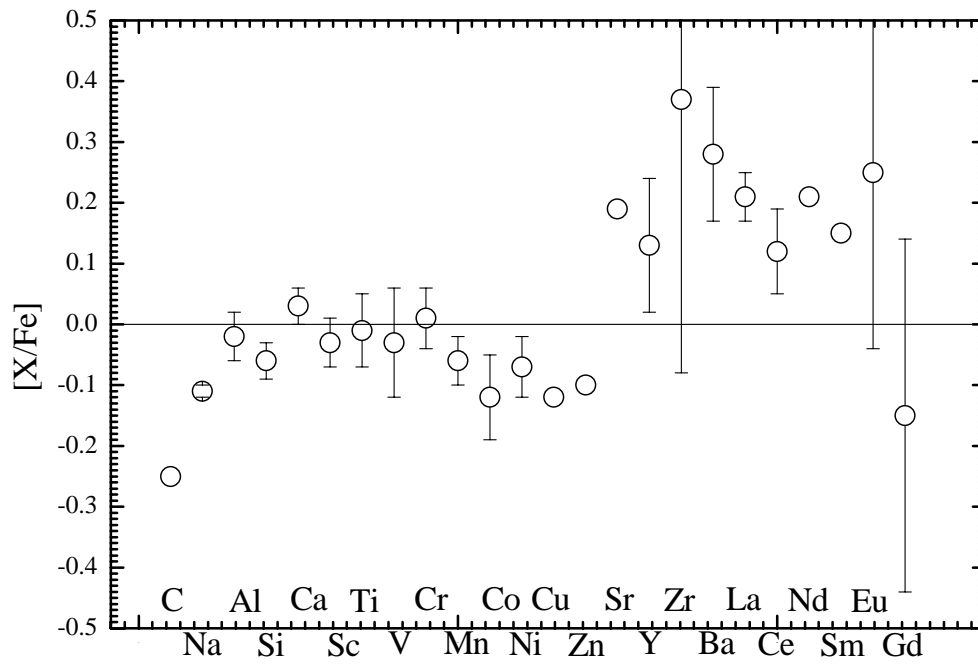
hd20630



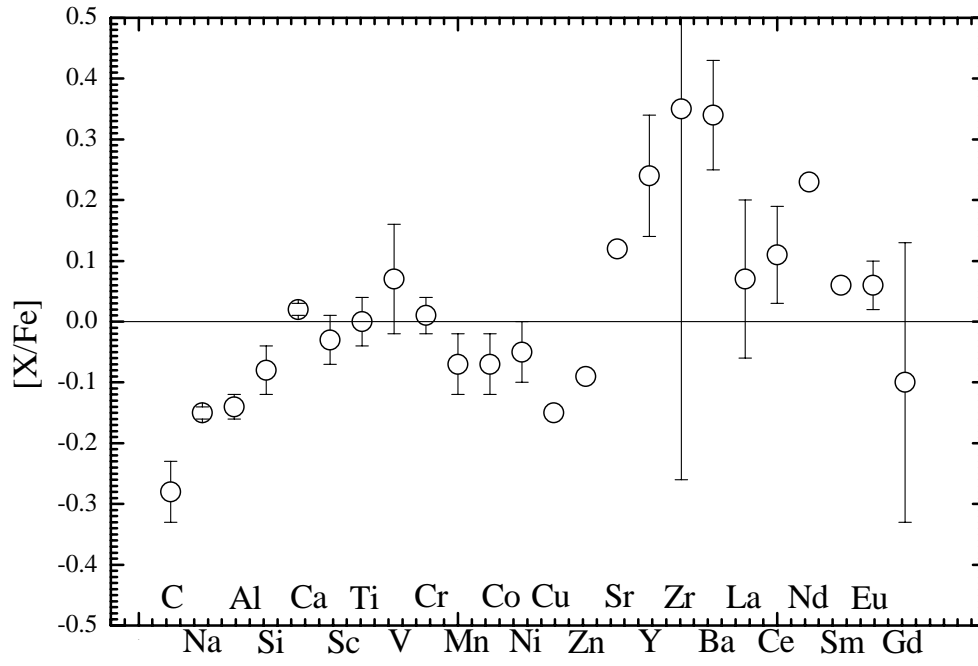
hd26913 n1



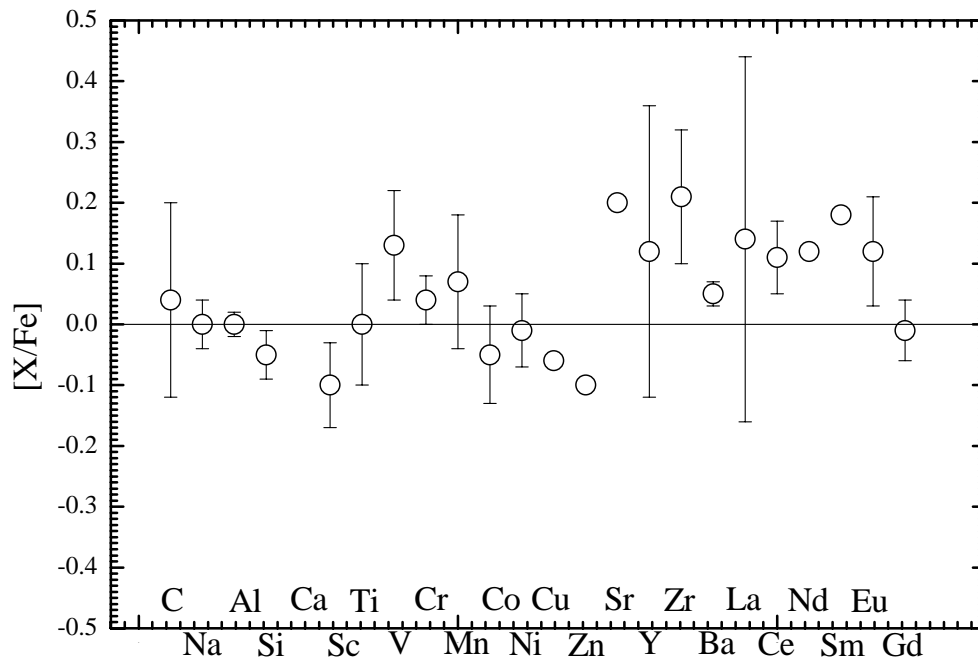
hd26913 n2



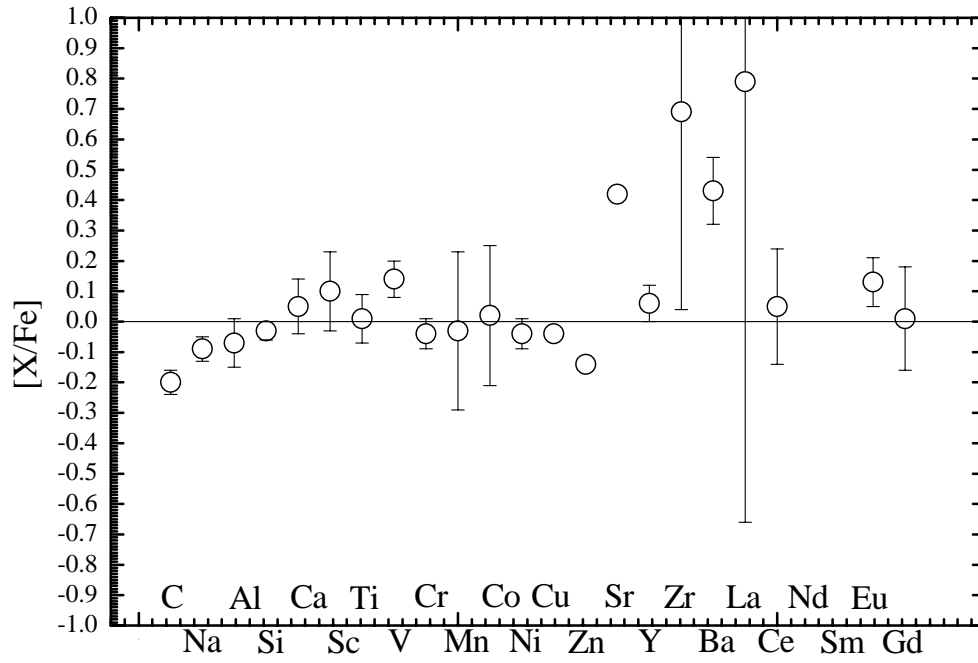
hd26923



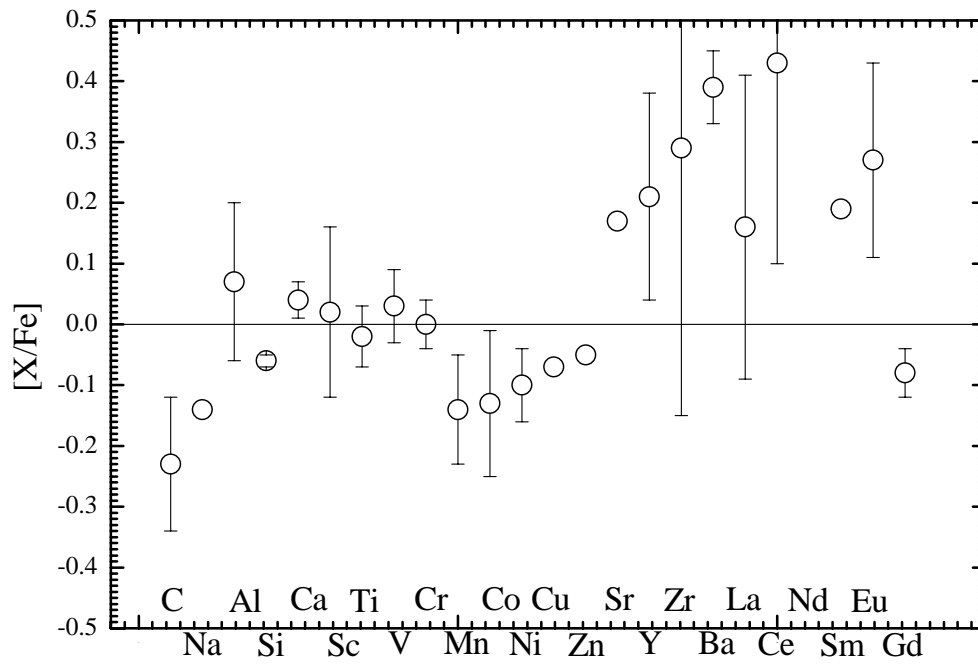
hd37394



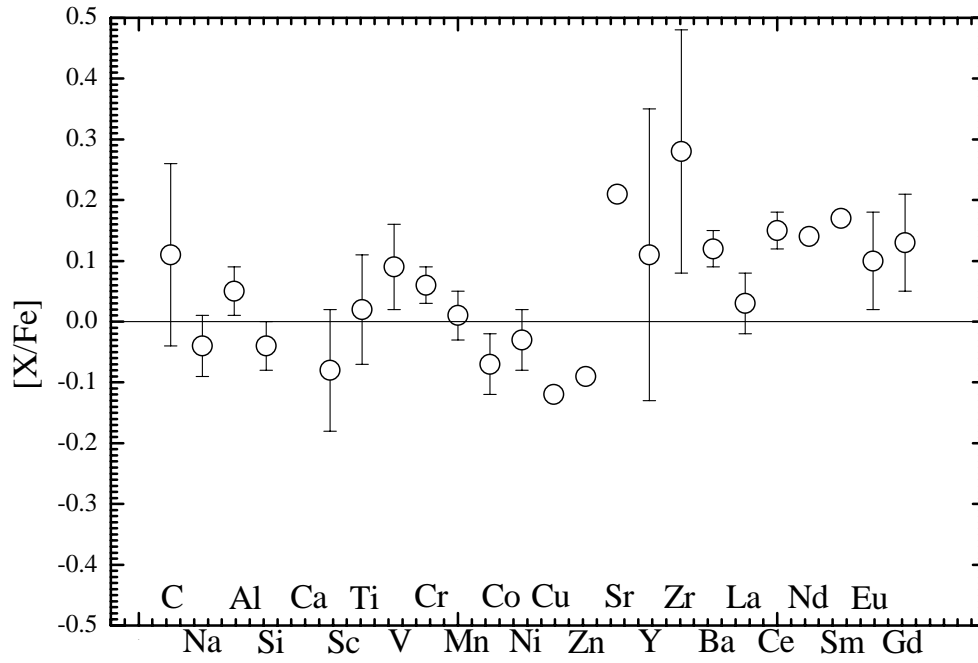
hd38393



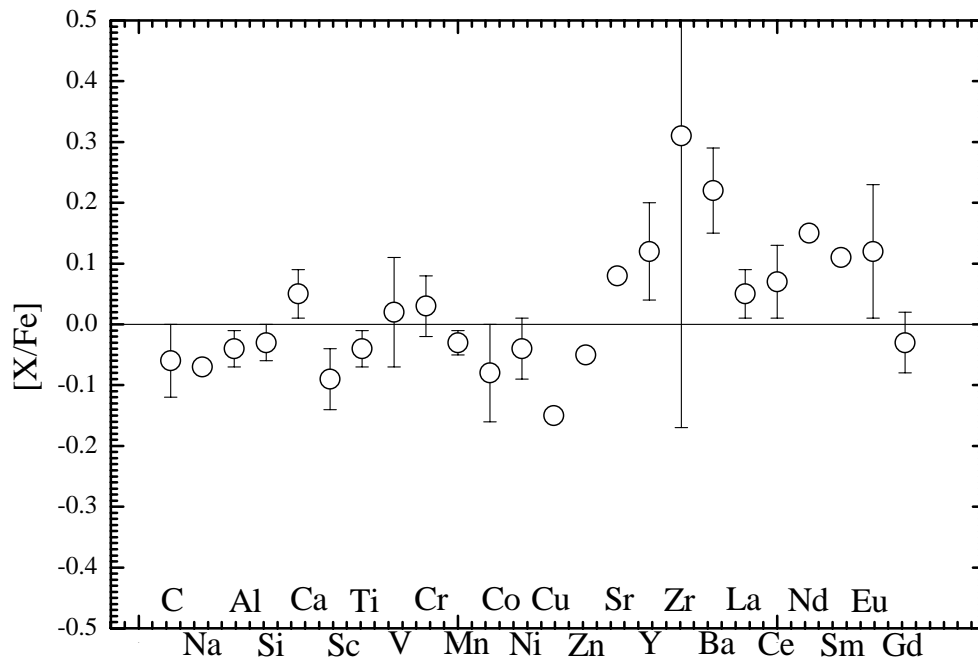
hd39587



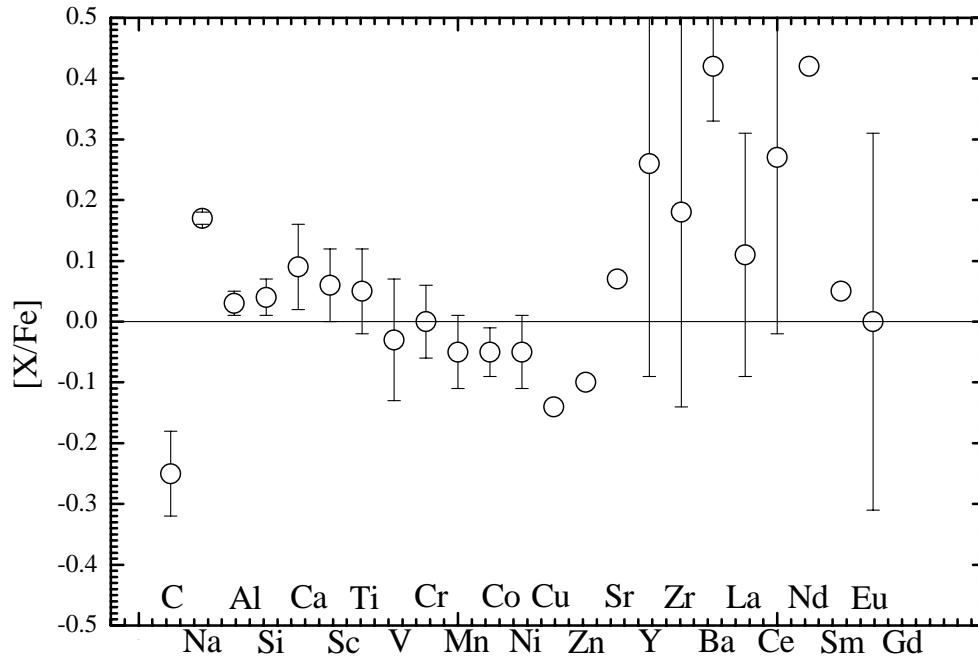
hd41593



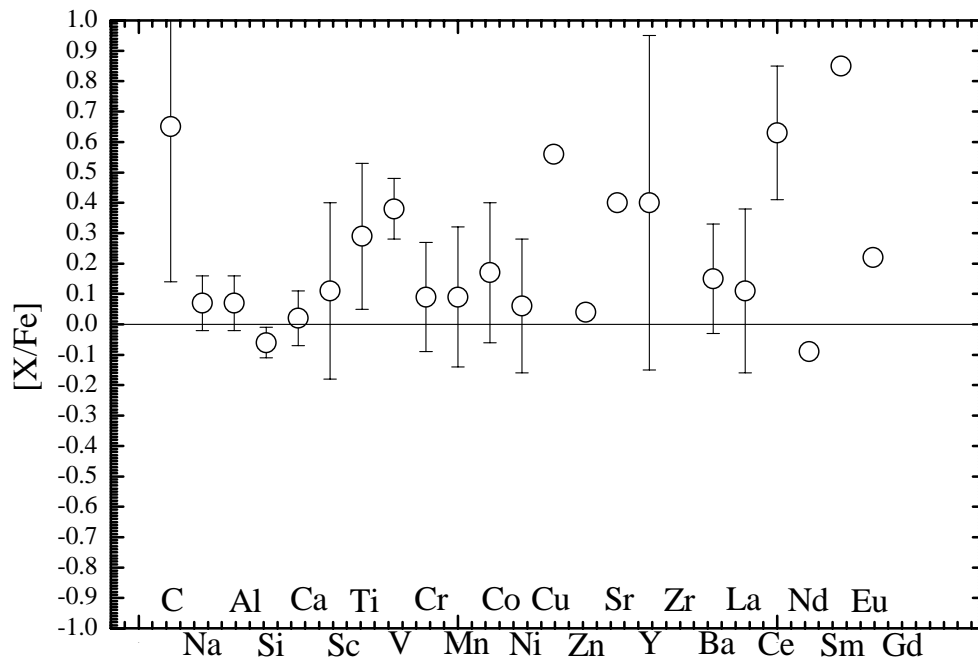
hd42807



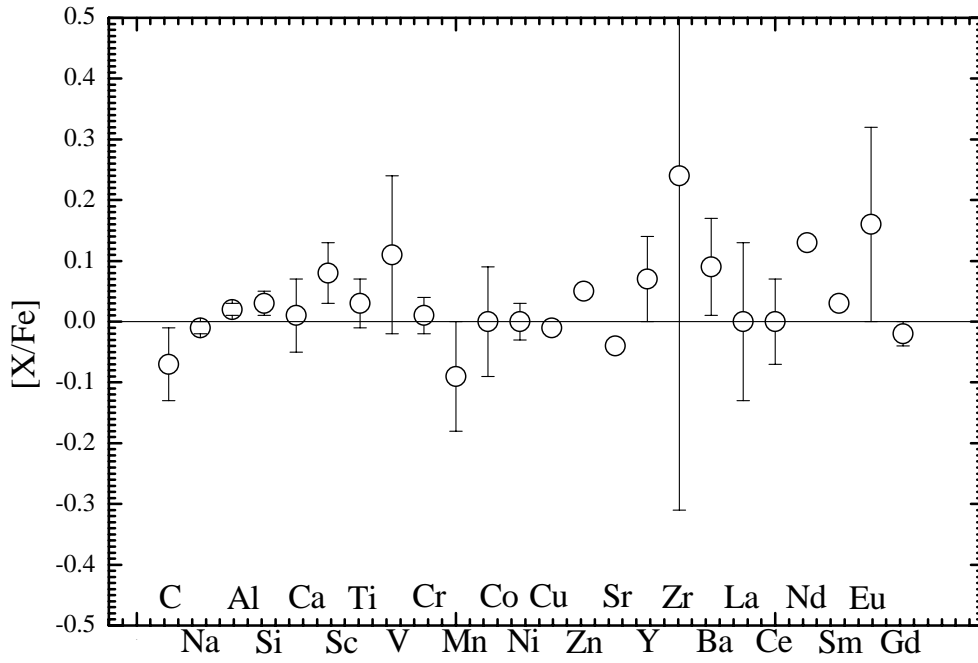
hd44762



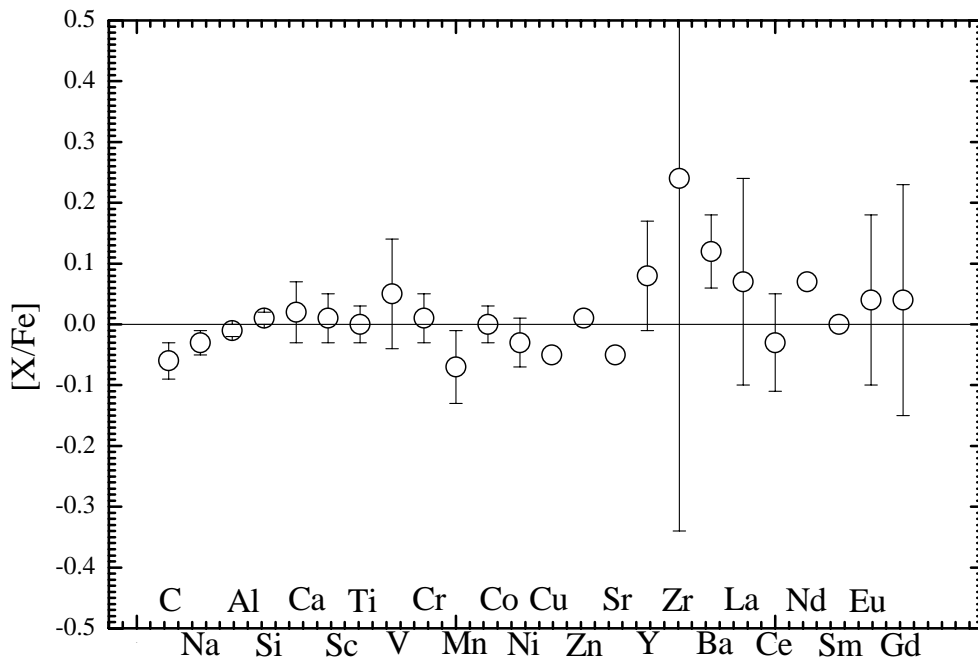
hd45088



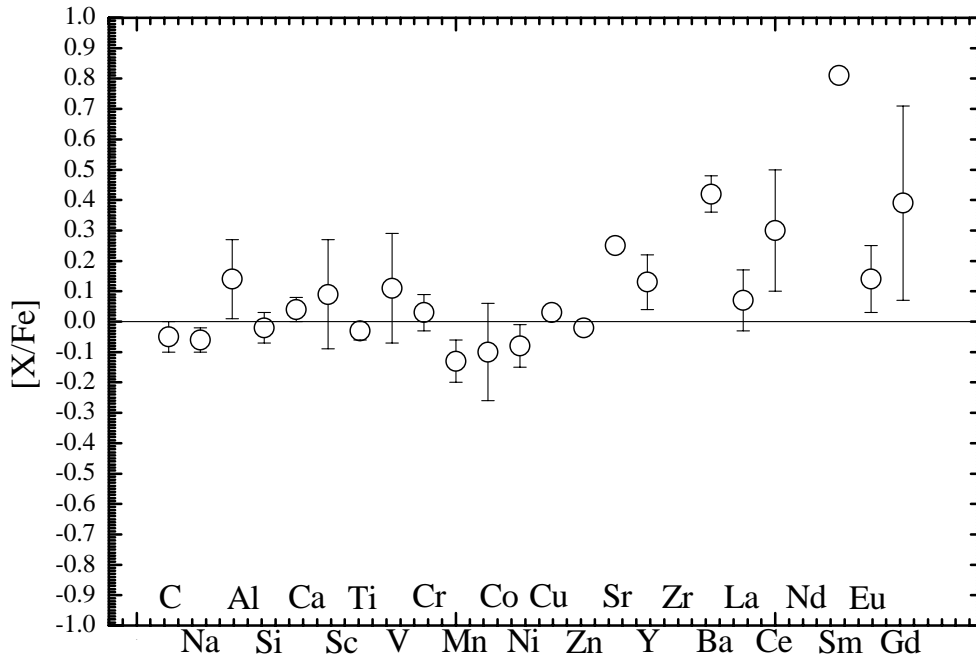
hd50692



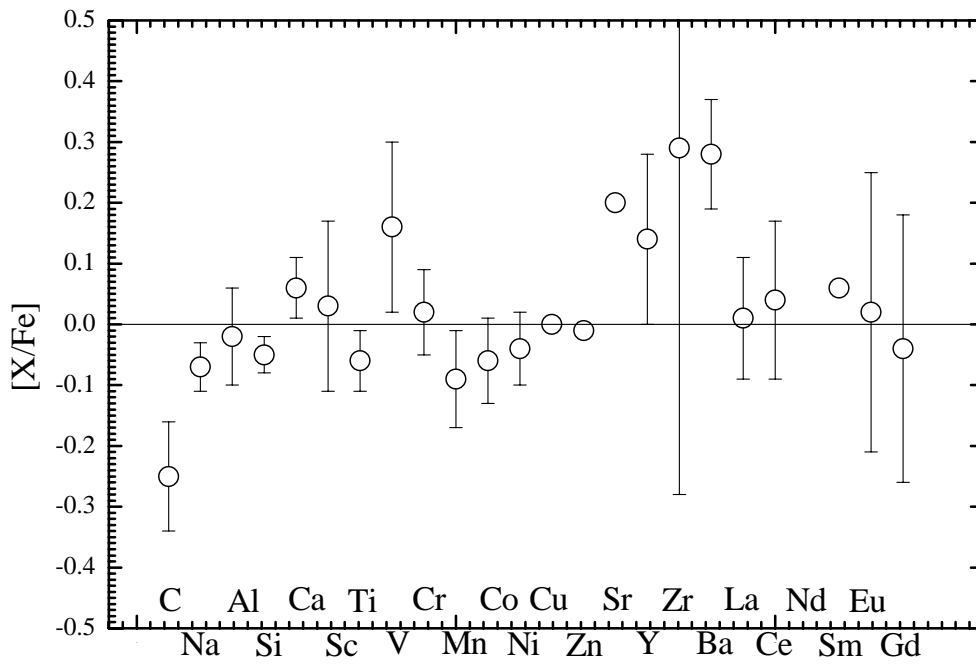
hd64096



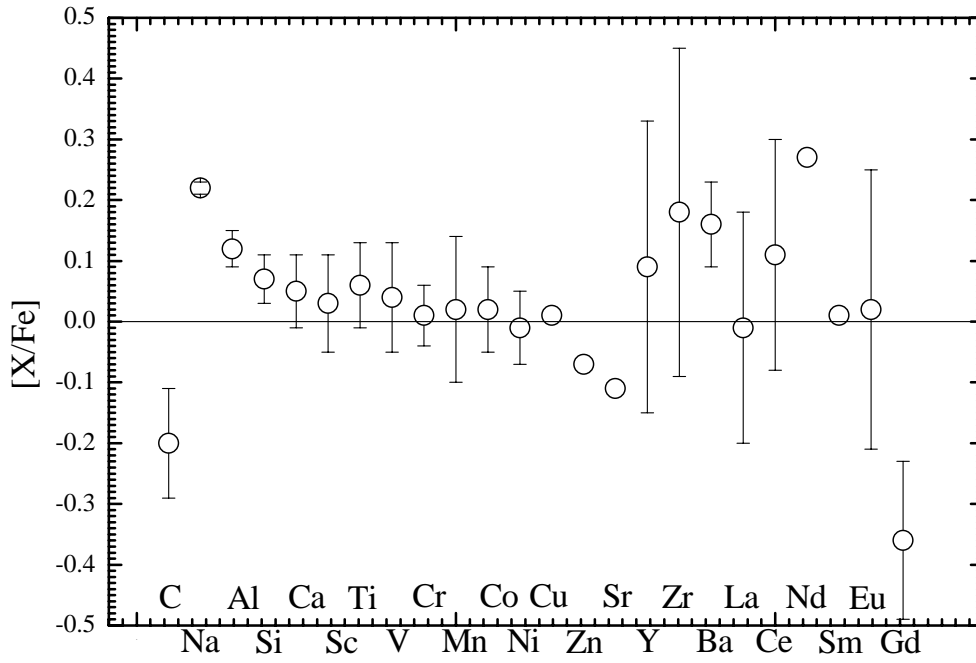
hd72905



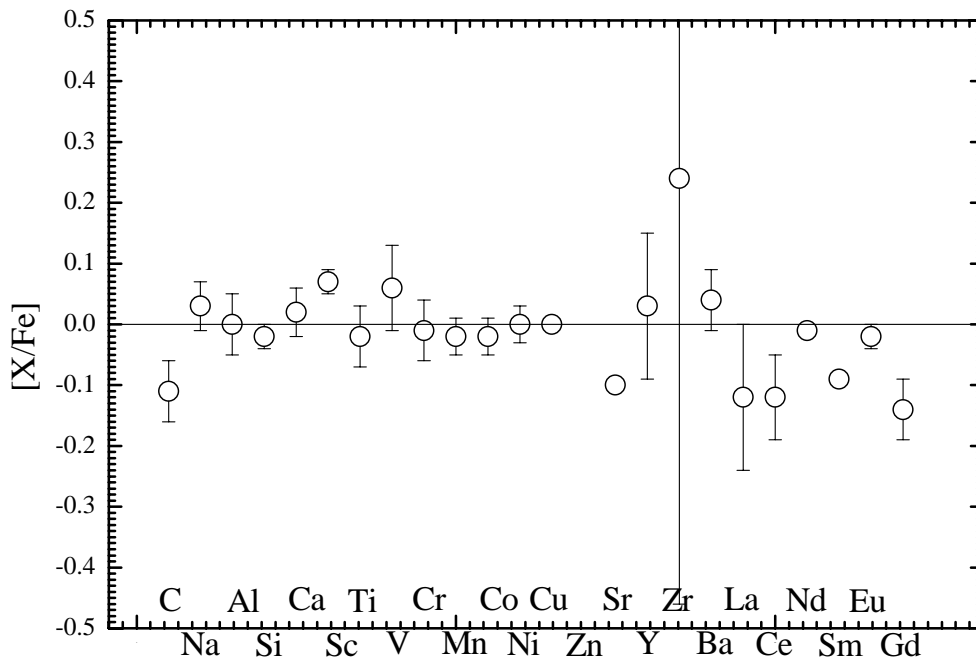
hd75332



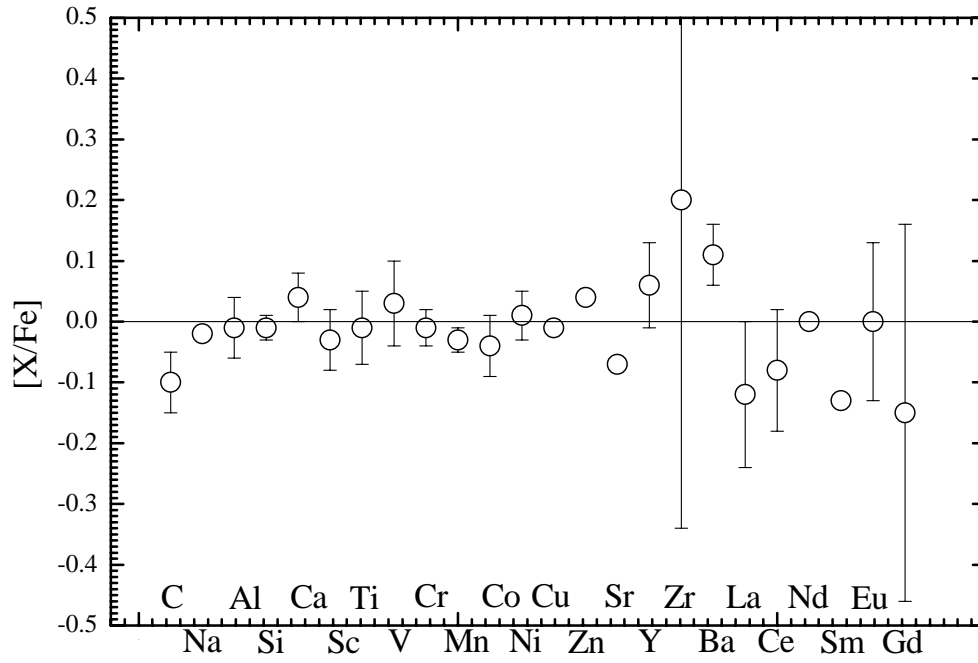
hd75605



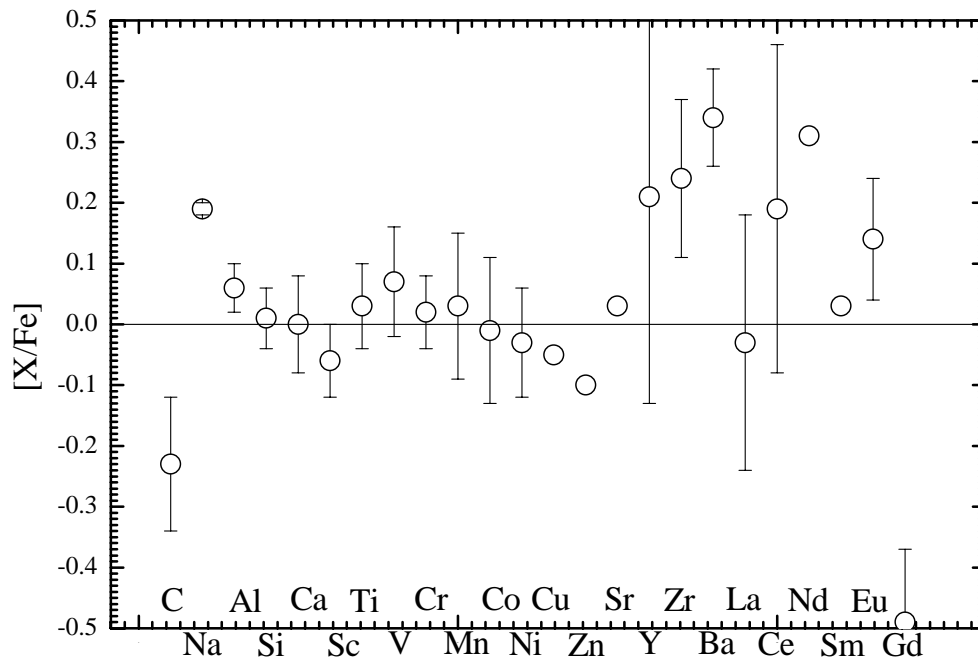
hd79028



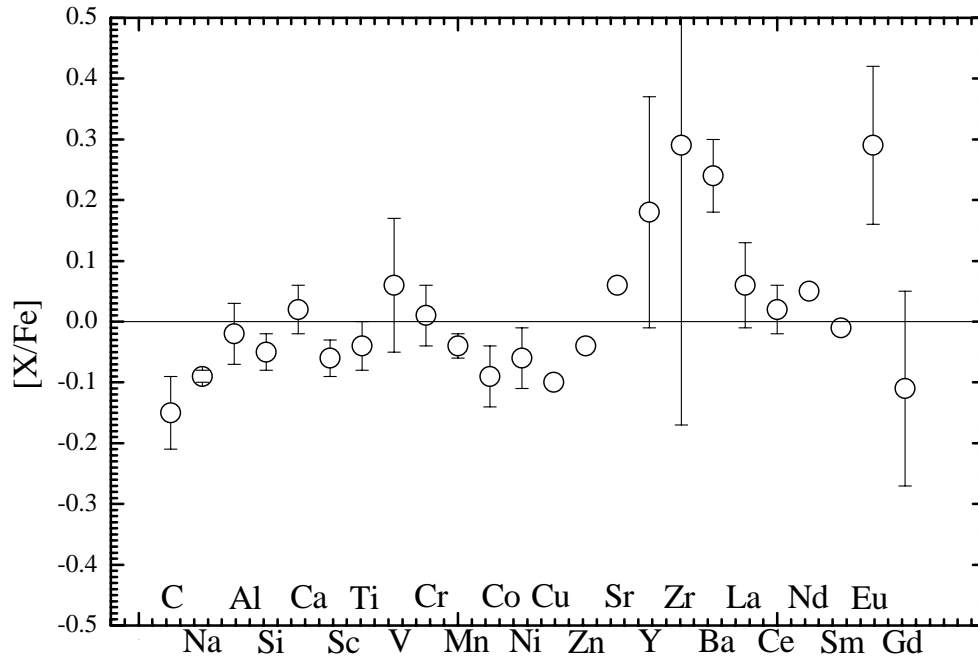
hd81858



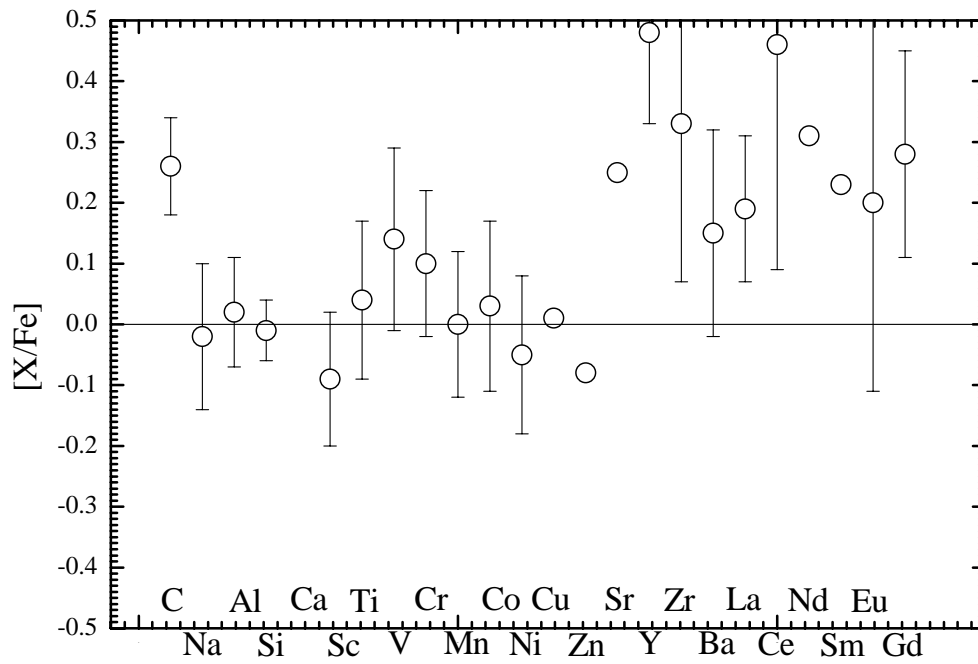
hd85444



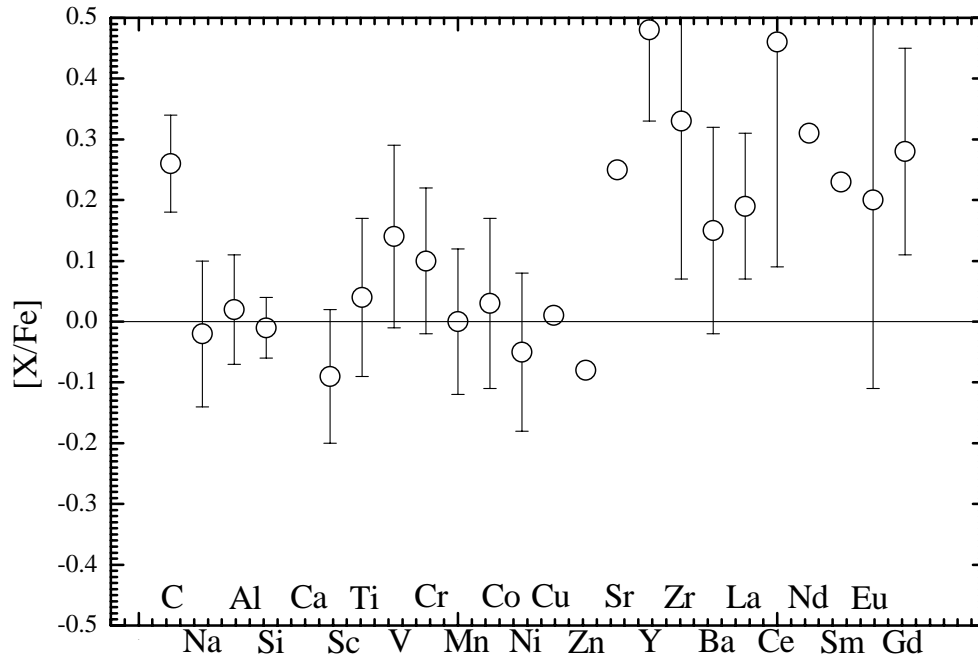
hd97334



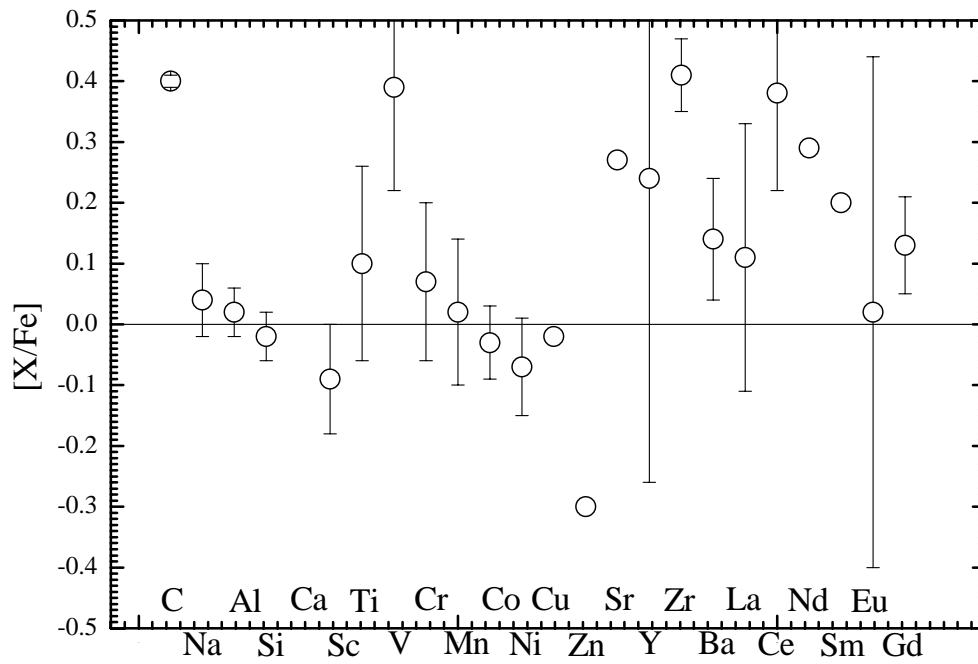
hd109011



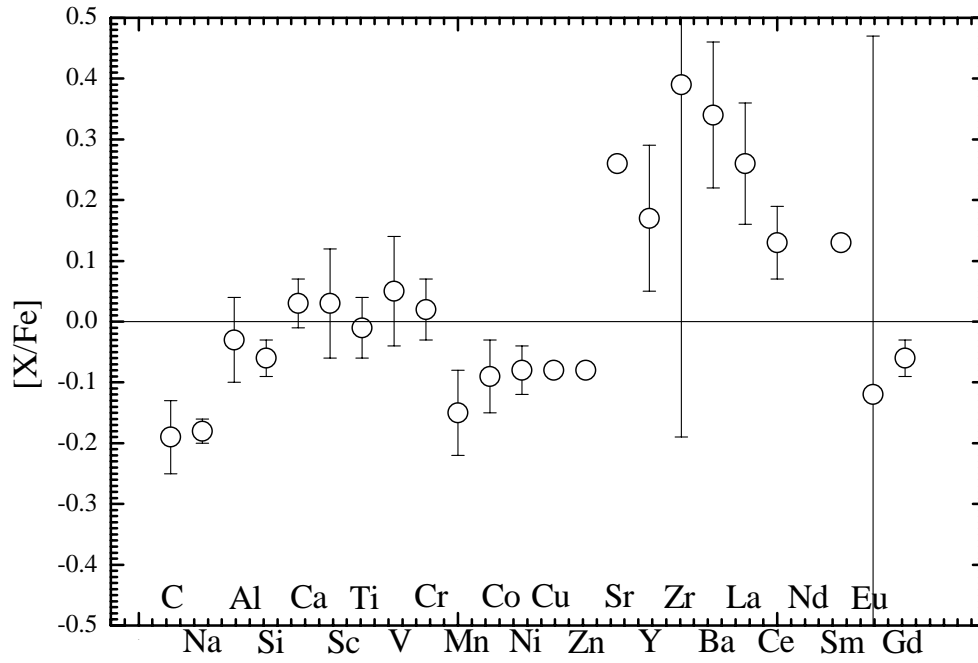
hd109011



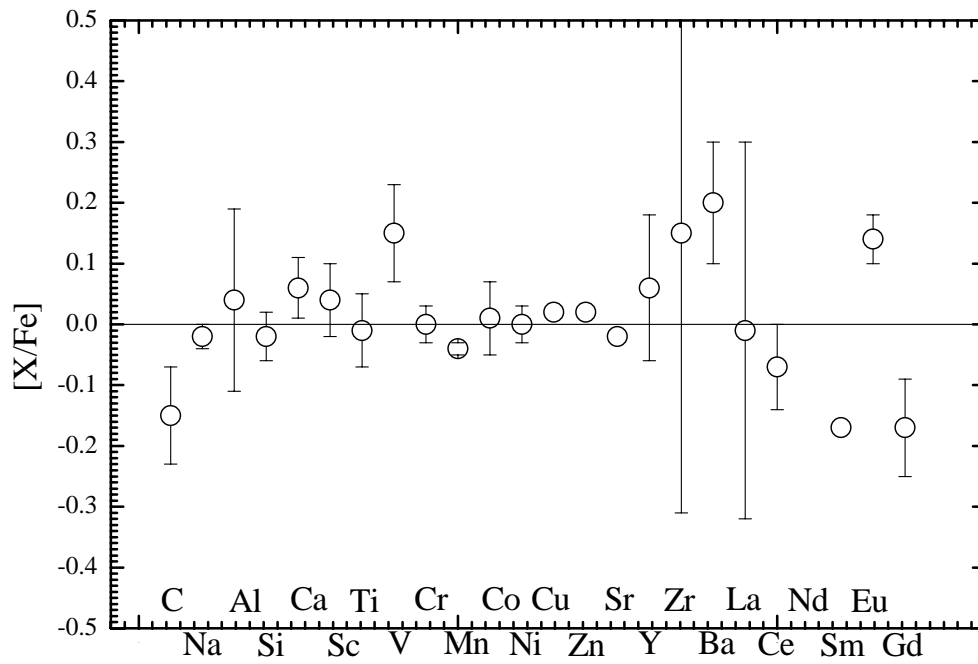
hd109647



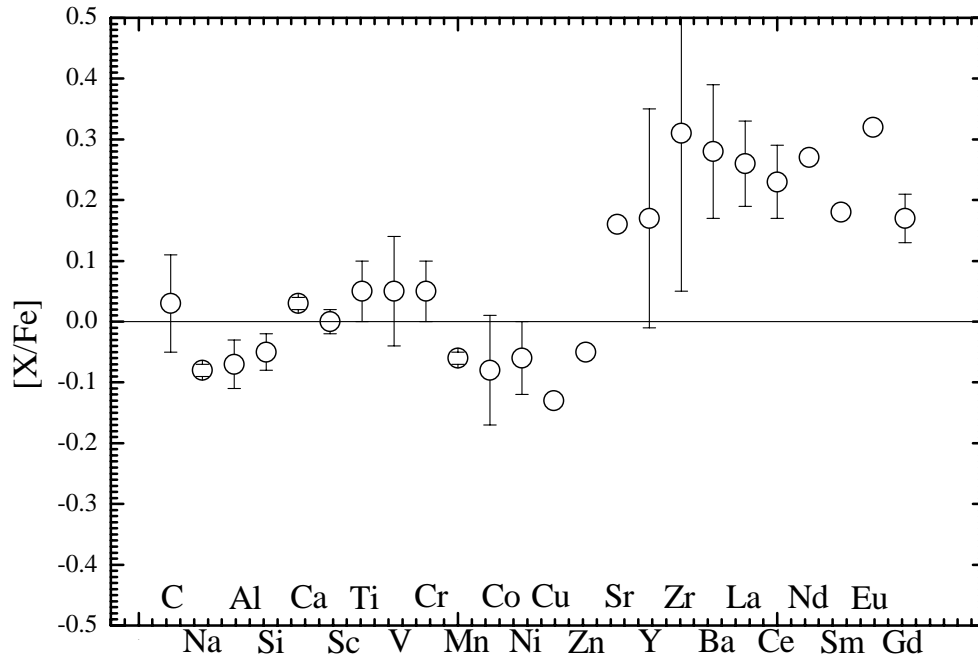
hd115043



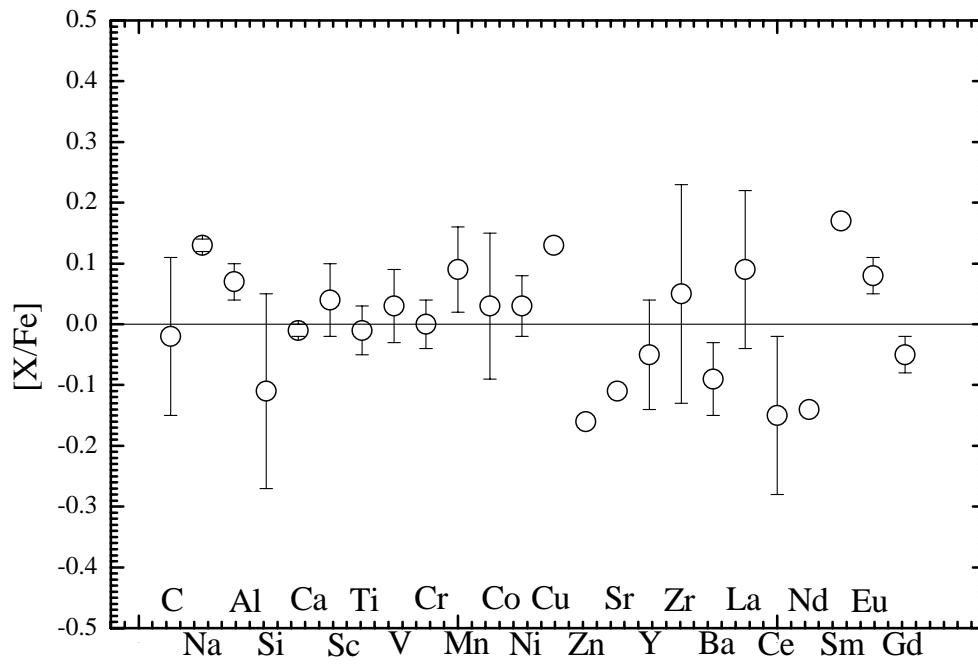
hd115383



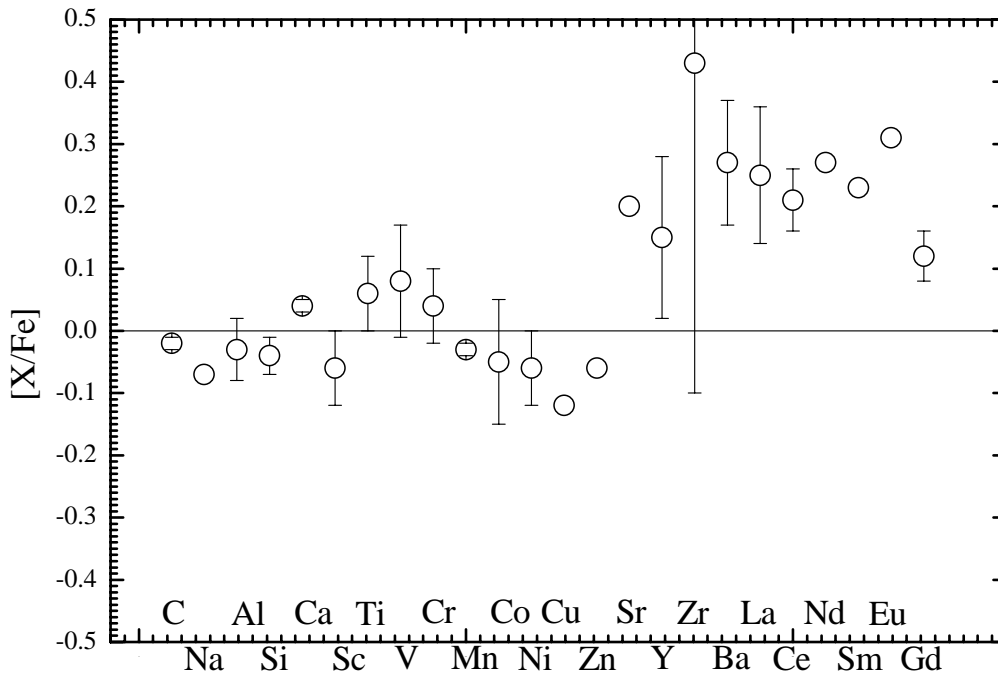
hd131156A



hd238179



hd238208



6.2 – Análise Cinemática

Para a obtenção das velocidades galácticas U, V e W, utilizamos um programa desenvolvido por Eduardo Del Peloso que utiliza os valores de ascensão reta, declinação, movimento próprio anual em ascensão reta e declinação com os seus erros, paralaxe com erros e velocidade radial com erro. Com estes valores é possível obter as componentes da velocidade espacial em relação ao Sol (King et al, 2003, também referenciou suas velocidades em relação ao Sol) bem como erros que serão utilizados na análise apresentada a seguir.

Os valores de ascensão reta, declinação, movimento próprio e paralaxe, bem como seus erros, foram retirados do catálogo Hipparcos. As velocidades radiais e seus erros foram obtidos por King et al (2003), na maioria dos casos.

Tabela 8 - Valores astrométricos das estrelas da amostra utilizados, juntamente com os valores da tabela 8, para o cálculo das velocidades galácticas U, V e W. msa = milissegundo de arco.

<i>HD</i>	<i>alpha</i> (h m s)			<i>delta</i> (h m s)			<i>π</i> (msa)
11131	1	49	23.43	-10	42	11.9	43.47
13594	2	14	2.53	47	29	3.8	24.07
13959	2	15	53.47	6	37	35.3	26.37
17925	2	52	31.89	-12	46	9.3	96.33
20630	3	19	21.54	3	22	11.9	109.18
26913	4	15	25.85	6	11	59.7	47.86
26923	4	15	28.86	6	11	13.6	47.20
35296	5	24	25.31	17	23	0.8	68.19
37394	5	41	20.33	53	28	56.4	81.69
38392	5	44	26.54	-22	25	18.8	124.90
38393	5	44	27.97	-22	26	51.0	111.49
39587	5	54	23.08	20	16	35.1	115.43
41593	6	6	40.55	15	32	32.5	64.71
42807	6	13	12.46	10	37	40.3	55.20
44762	6	22	6.85	-33	26	10.6	13.75
45088	6	26	10.32	18	45	26.3	68.20
50692	6	55	18.69	25	22	32.3	57.89
64096	7	51	46.34	-13	53	49.9	59.98
72905	8	39	11.74	65	1	14.5	70.07
75332	8	50	32.27	33	17	6.9	34.86
75605	8	49	51.50	-32	46	49.5	14.26
79028	9	14	20.55	61	25	24.2	51.12
81858	9	28	27.38	9	3	24.4	29.05
85444	9	51	28.68	-14	50	47.6	11.92
88355	10	11	38.19	13	21	18.7	14.49
89025	10	16	41.40	23	25	2.4	12.56
97334	11	12	32.53	35	48	52.0	46.04
109011	12	31	18.81	55	7	7.8	42.13
109647	12	35	51.18	51	13	17.3	38.08
110463	12	41	44.40	55	43	28.9	43.06
111456	12	48	39.34	60	19	11.6	41.39
115043	13	13	36.89	56	42	29.9	38.92
115383	13	16	46.71	9	25	25.3	55.71
119124	13	40	23.35	50	31	9.4	39.64
131156	14	51	23.28	19	6	2.3	149.26
238179	12	59	39.88	54	40	35.6	10.50
238208	13	14	46.66	57	1	4.5	17.87

Tabela 9 - Movimentos próprios e velocidade radial dos objetos da amostra. Fontes: 1 - King et al. 2003; 2 - Soderblom; Mayor. 1993; 3 - Evans, D.S. 1979; 4 - Wilson, R. E. 1953. msa/a = milissegundo de arco por ano.

<i>HD</i>	$\mu\alpha$ (<i>msa/a</i>)	$\sigma\mu\alpha$ (<i>msa/a</i>)	$\mu\delta$ (<i>msa/a</i>)	$\sigma\mu\delta$ (<i>msa/a</i>)	$\sigma\pi$ (<i>msa/a</i>)	<i>Vel. Rad.</i> (<i>Km/s</i>)	σ (<i>Vel. Rad.</i>) (<i>Km/s</i>)	<i>Fonte</i>
11131	-122.64	4.36	-100.38	4.09	4.48	-4.2	0.2	1
13594	-82.13	1.02	-60.10	0.80	0.96	-12.9	0.7	1
13959	-114.08	4.14	-54.72	3.13	3.69	-1.7	1.2	1
17925	398.11	0.84	-189.55	0.65	0.77	18.8	2.0	1
20630	268.88	0.77	93.53	0.68	0.78	19.9	0.9	3
26913	-101.62	1.16	-112.85	1.15	1.15	7.0	0.3	1
26923	-109.37	1.12	-108.35	1.12	1.08	-7.1	0.1	1
35296	250.40	0.88	-7.42	0.61	0.94	36.5	2.0	1
37394	2.70	0.75	-523.61	0.49	0.83	1.7	2.0	1
38392	-303.70	2.60	-358.00	2.60	4.70	-9.9	0.2	2
38393	-292.42	0.43	-368.45	0.44	0.60	-9.1	0.1	1
39587	-163.17	1.06	-98.92	0.60	1.08	-10.6	0.8	1
41593	-122.30	0.89	-103.29	0.57	0.91	-9.8	0.1	1
42807	78.11	1.41	-297.10	0.77	0.96	3.0	5.0	4
44762	-24.19	0.54	-52.48	0.63	0.60	-2.6	1.5	1
45088	-119.32	1.06	-164.06	0.76	1.10	-8.4	0.2	1
50692	-35.75	1.01	25.14	0.59	0.90	-14.7	0.1	1
64096	-68.46	1.11	-344.83	1.03	0.95	-21.1	0.1	1
72905	-27.73	0.59	87.90	0.49	0.71	-11.8	0.3	1
75332	-62.22	1.00	-85.02	0.72	0.86	5.1	2.0	4
75605	-1.86	0.80	-48.22	0.96	1.25	-7.8	1.5	1
79028	-8.67	0.43	-31.84	0.49	0.72	-14.2	0.5	1
81858	40.40	1.66	2.71	0.94	1.29	-6.9	0.6	1
85444	18.68	0.95	-21.88	0.55	0.81	-14.3	0.6	1
88355	38.83	0.90	-37.05	0.47	0.84	-15.2	0.2	1
89025	19.84	0.98	-7.30	0.50	0.78	-21.6	1.1	1
97334	-248.55	0.74	-151.33	0.68	0.90	-2.6	2.0	4
109011	99.70	2.49	-13.25	2.47	3.11	-13.1	0.6	1
109647	113.00	0.84	-8.06	0.76	1.11	-9.0	0.3	1
110463	121.53	0.65	-4.36	0.63	0.82	-10.2	0.2	1
111456	107.79	2.65	-30.60	3.08	3.20	-18.2	1.1	1
115043	111.91	0.56	-17.88	0.65	0.67	-8.5	0.1	1
115383	-334.51	0.80	190.70	0.54	0.85	-25.9	0.9	4
119124	-124.73	0.58	57.86	0.62	0.71	-10.0	2.0	1
131156	152.81	0.64	-71.28	0.70	0.76	1.3	0.1	1
238179	97.73	1.22	-14.80	1.02	1.24	-45.5	0.2	1
238208	82.45	1.13	-36.65	1.13	1.19	-49.2	0.2	1

As figuras abaixo mostram as estrelas da amostra no espaço de velocidades em relação ao Sol, calculados com os valores mostrados na tabela acima.

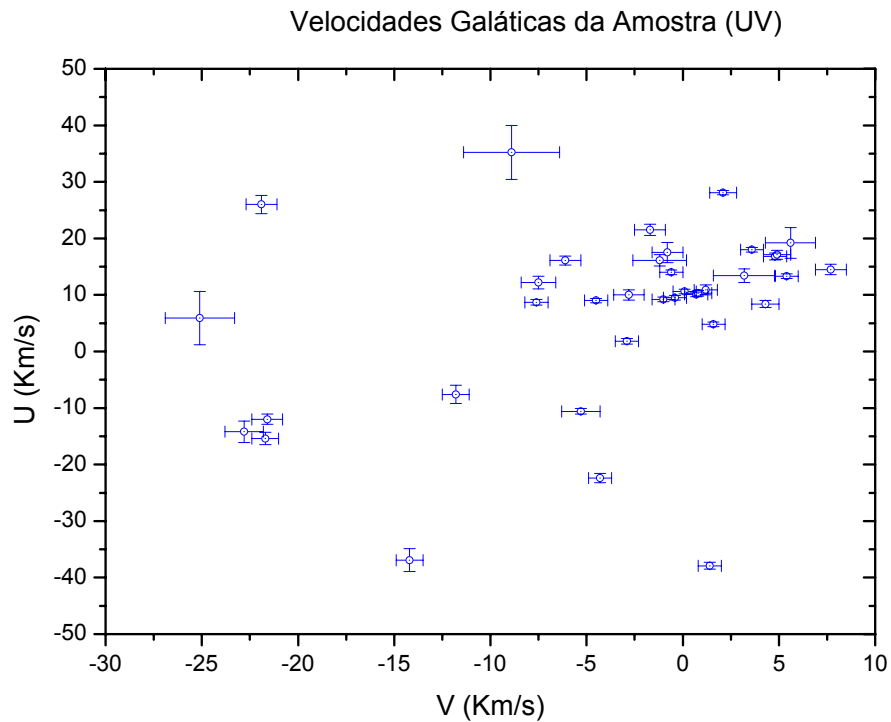


Figura 32 - Velocidades U e V para as estrelas da amostra.

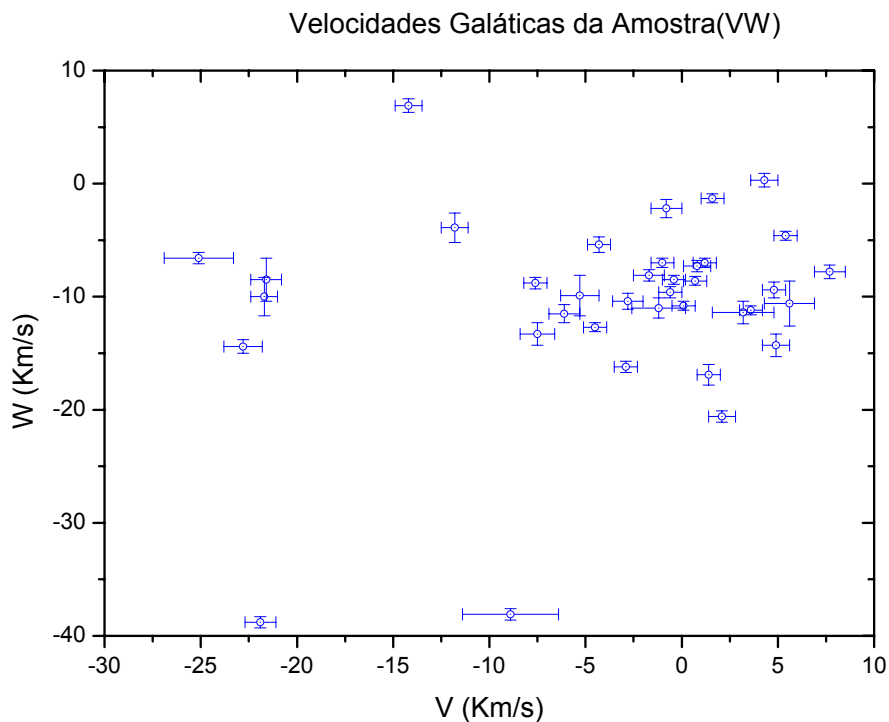


Figura 33 - Velocidades V e W para as estrelas da amostra.

Sobre esta amostra foi aplicado o algoritmo k-médias que agrupou, embasado nos seus atributos (U, V e W), os 31 objetos – velocidades – em k partições, com $k < 31$. Este algoritmo executa a tarefa de encontrar os centros de um grupo natural, ou gaussiano, nos dados, assumindo que os atributos dos

objetos formam um espaço vetorial. Comparando as classificações foi possível estabelecer que o melhor número de grupos era três e os objetos foram agrupados conforme mostrado nos gráficos abaixo, no qual mostramos o núcleo cinemático que identificamos para o Grupo Ursa Maior.

Vemos que os objetos HD 64096 e HD 79028 ficam fora da elipse 2σ nos dois gráficos, UV e VW, mas não foram retirados do grupo. Estas estrelas ficaram apenas sinalizadas para serem retiradas em uma análise posterior. Movimentos em U e W levam a oscilações da estrela em torno do movimento médio do grupo (Binney; Tremaine, 1987), mas movimentos em V tiram a estrela da coesão para sempre (Woolley; Candy, 1968 e Innanen; House, 1970). Para um subconjunto originado de um aglomerado estar na vizinhança solar, suas estrelas devem ter praticamente a mesma velocidade em V. Assim o objeto que merece maior atenção é HD 79028 pois se encontra fora de 2σ em V.

Velocidades Galáticas da Amostra(UV)

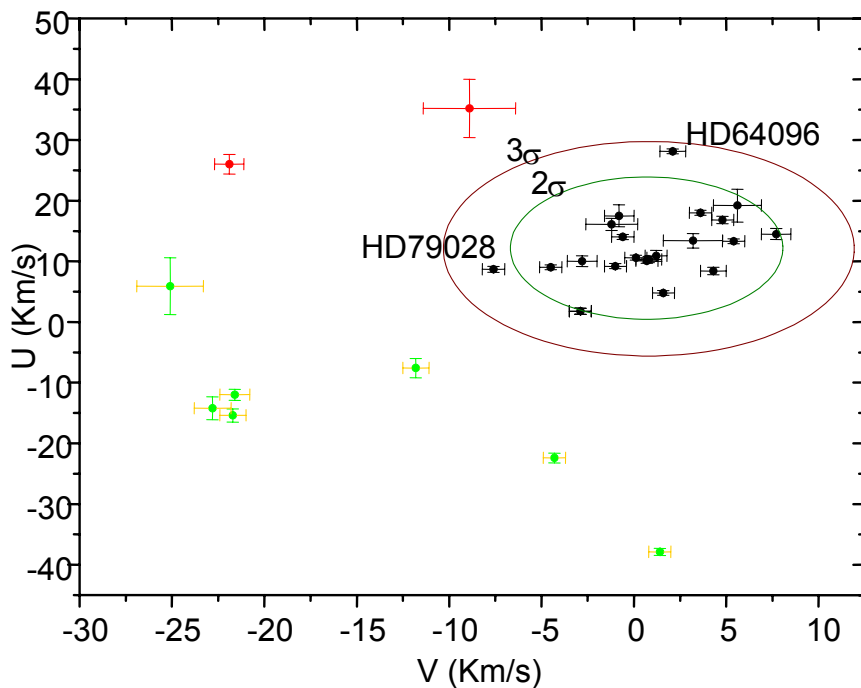


Figura 34 - Velocidades U e V para as estrelas da amostra dividida em 3 grupos. As duas elipses estão centradas nas médias do grupo em preto e possuem eixos de 2σ e 3σ .

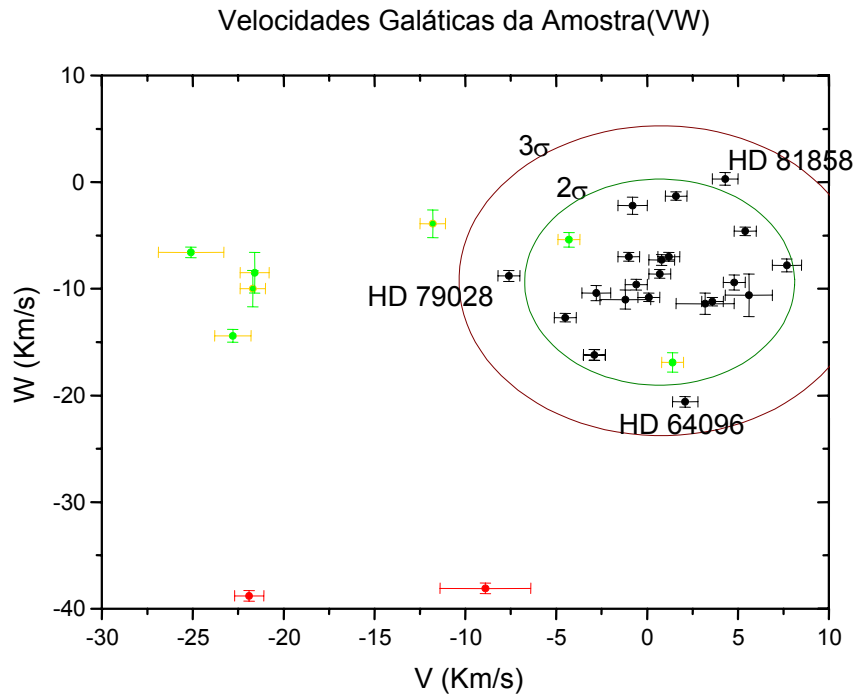


Figura 35 - Velocidades U e W mostrando o grupo cinemático com elipses de 2σ e 3σ .

6.3 – Análise Química – Identidade em Metalicidade

Este parâmetro deve descrever, dentro de uma pequena dispersão, um grupo cinemático, se consideramos que ele tem a mesma origem, em uma região específica de uma nuvem molecular gigante. Faz-se então necessária esta análise para podermos descrever o grupo, bem como delimitar o intervalo de metalicidade no qual estarão os seus membros.

Para isso separamos os objetos que permaneceram no núcleo cinemático por nós definido e comparamos com o resultado das análises de Soderblom e Mayor (1993) e King et al (2003). Uma tabela mostrando apenas as estrelas que ficaram no nosso grupo cinemático e a comparação entre metalicidade e o grau de pertinência ao grupo é mostrada abaixo.

Como esperado, poucos objetos não estão bem classificados por King et al (2003) no critério cinemático, sendo que dois destes objetos (HD 79028 e HD 81858) foram detectados na nossa análise cinemática como possíveis não membros do grupo.

Tabela 10 - O grupo cinemático ordenado em metalicidade e comparado com resultados de pertinência ao grupo determinados por King et al (2003) e Soderblom e Mayor (1993) - SM93.

<i>HD</i>	<i>[Fe/H]</i>	<i>SM93</i>	<i>King Cinemático</i>	<i>King Espectroscópico</i>	<i>King Final</i>
45088	-0.22	Possível	?	N?	N?
109011	-0.17	Provável	Y	Y	Y
50692	-0.14	Improvável	?	?	?
64096	-0.13	Improvável	Y?	N?	?
131156	-0.12	Provável	?	N?	?
44762	-0.12	Improvável	?	N?	?
75605	-0.11	Improvável	?	Y	Y?
109647	-0.05	Provável	Y	Y	Y
38392	-0.05	Possível	Y?	?	Y?
11131	-0.02	Provável	Y?	?	Y?
41593	-0.01	Provável	Y	?	?
26913	+0.02	Provável	?	?	?
72905	+0.04	Provável	Y?	?	Y?
26923	+0.06	Provável	Y	Y?	Y?
38393	+0.06	Possível	Y?	?	Y?
115043	+0.07	Provável	Y	Y	Y
81858	+0.08	Improvável	N?	?	N?
85444	+0.08	Improvável	Y?	N?	?
39587	+0.10	Provável	Y	Y	Y
79028	+0.12	Improvável	N?	N?	N?
13959	+0.14	Provável	Y?	Y?	Y?

Vemos a partir da tabela que a metalicidade característica do grupo deve estar em torno da solar. Como a incerteza em $[Fe/H]$ está em torno de 0,05, o intervalo de duas vezes a dispersão pode ficar entre -0,10 e +0,10. A estrela HD 13959 é um caso interessante pois possui uma grande discrepância entre a T_{ef} espectroscópica e fotométrica. Ramírez et al (2007) e Yong et al (2004) relatam possíveis efeitos não-ETL nas atmosferas de estrelas frias, no sentido de que as temperaturas espectroscópicas são sempre maiores. E Schuler et al (2006) sugerem que uma atividade cromosférica intensa poderia ser a fonte destes problemas. Quando alterei a temperatura para o valor calculado fotometricamente (4590 K), a princípio mais confiável, obtive uma nova $[Fe/H]$, de 0,06, o que compatibiliza a estrela com a identidade em $[Fe/H]$ do núcleo.

A análise diferencial que realizamos apresenta incertezas maiores nos parâmetros atmosféricos determinados para objetos com processos que influenciam a formação das linhas espectrais distintos dos ocorridos no Sol, como no caso das gigantes.

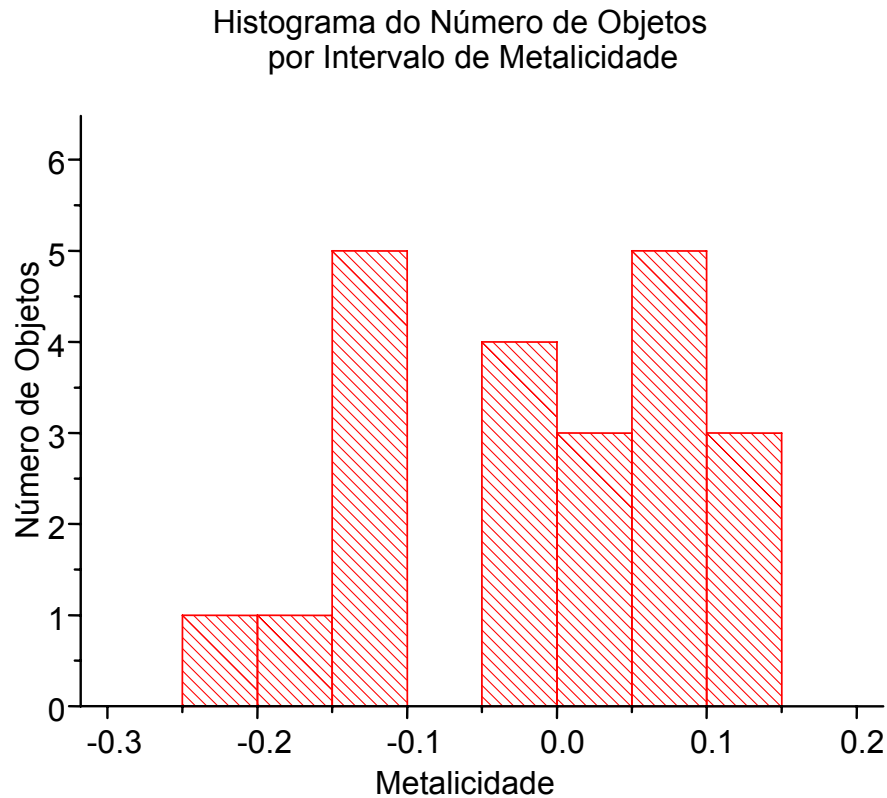


Figura 36 - Histograma mostrando o número de objetos por intervalo de metalicidade do núcleo cinemático.

6.4 – Análise Evolutiva

Para classificar de forma mais conclusiva os membros do grupo, fiz a análise evolutiva, que permitiu estabelecer uma idade, mesmo que relativa, para todos os objetos do núcleo cinemático.

Obtemos, para isso, novos diagramas HR com linhas evolutivas para estrelas de mesma massa (Kim et al, 2002 e Yi, Kim e Demarque, 2003). Como as linhas evolutivas são dependentes da metalicidade, agrupamos os objetos em 5 intervalos de $[Fe/H]$: maior que +0,15, de +0,05 a +0,14, de -0,04 a +0,04, de -0,05 a -0,14 e menor que -0,14. As estrelas nestes intervalos foram colocadas no diagrama HR com linhas evolutivas para metalicidades de +0,20, +0,10, +0,00, -0,10 e -0,20, respectivamente. O dados de luminosidade foram obtidos como na análise fotométrica (seção 4.2) e a temperatura final utilizada para localizar as estrelas no diagrama HR foi a média das temperaturas fotométrica e espectroscópica.

O resultado é mostrado nos diagramas abaixo, onde as estrelas jovens do campo e as ZAMS (linha pontilhada) estão indicadas, assim como as massas das trajetórias.

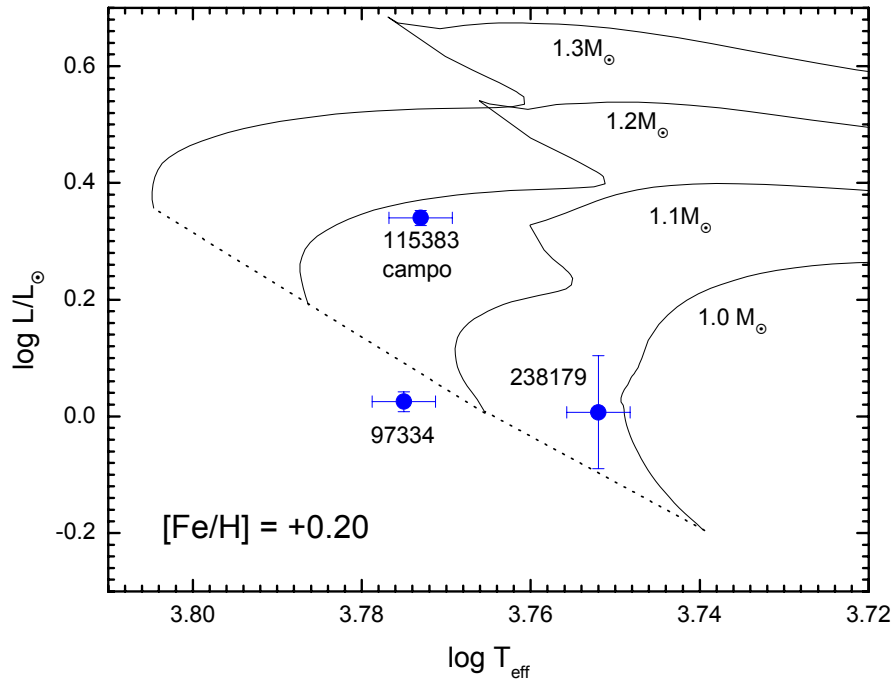


Figura 37 - Diagrama HR com linhas evolutivas para $[Fe/H]$ igual a 0,20. As linhas pontilhadas são as ZAMS.

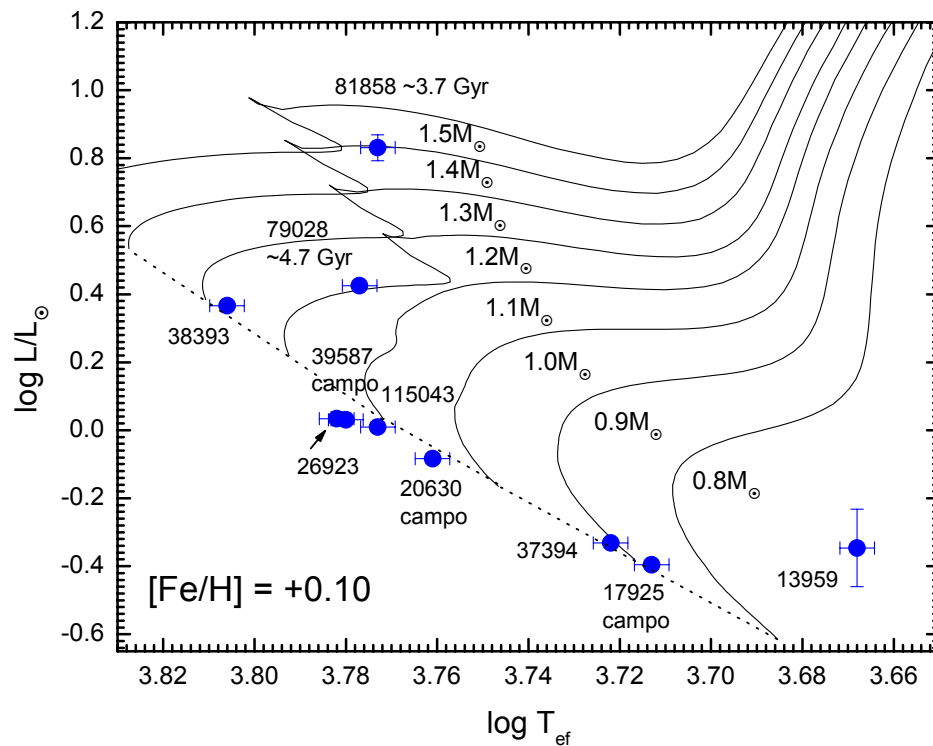


Figura 38 - Diagrama HR como linhas evolutivas para diversas massas e $[Fe/H]$ igual a 0,10. As linhas pontilhadas são as ZAMS.

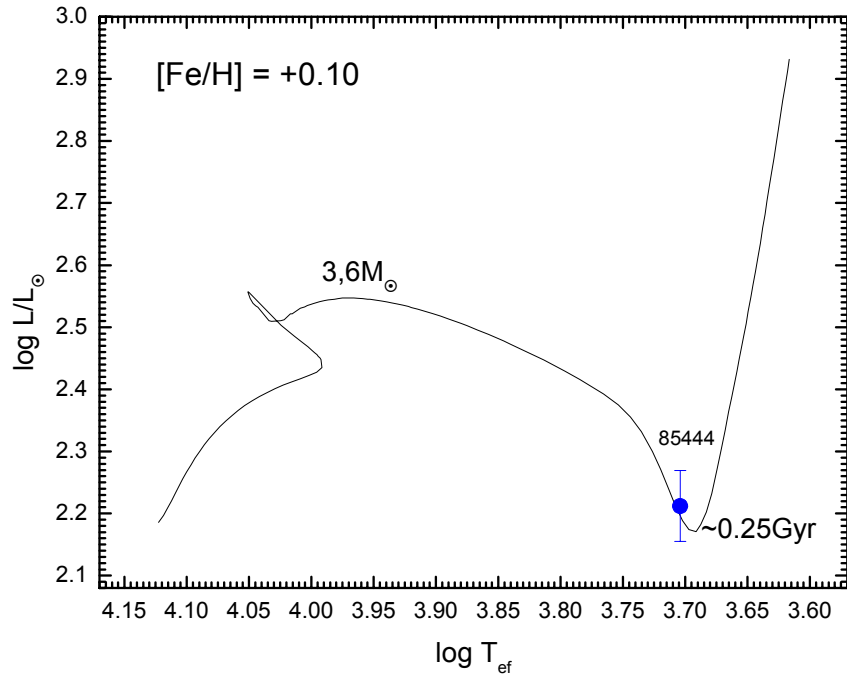


Figura 39 - Mesmo que a figura anterior, mas com linha evolutiva para 3,6 massas solares, possibilitando mostrar HD 85444, que não foi exibida no diagrama anterior. Observe que se pôde determinar a idade com alta confiança já que a linha evolutiva tem alta resolução em idade para esta massa, nesta região do diagrama.

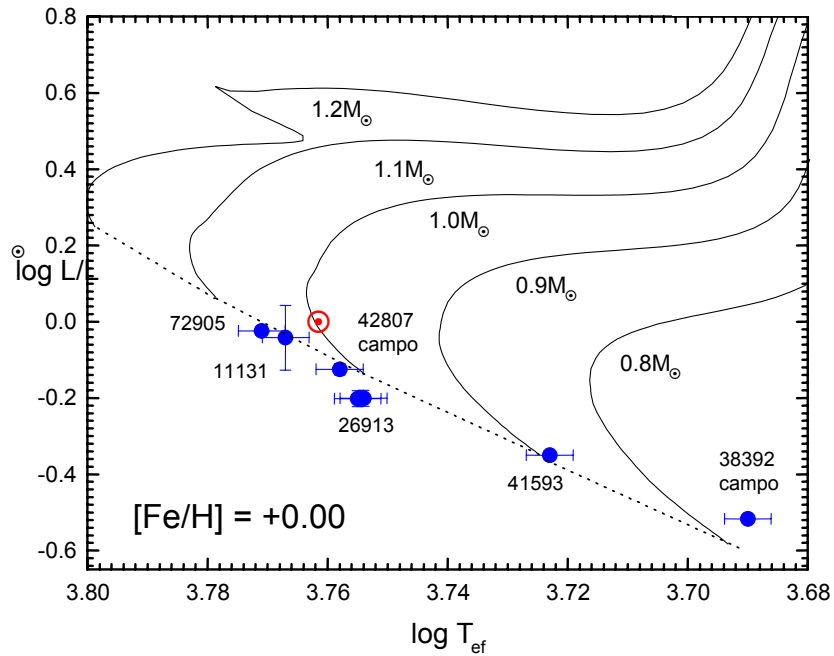


Figura 40 - Diagrama HR com linhas evolutivas para a $[Fe/H]$ zero. Mostramos também a posição do sol. As linhas pontilhadas são as ZAMS.

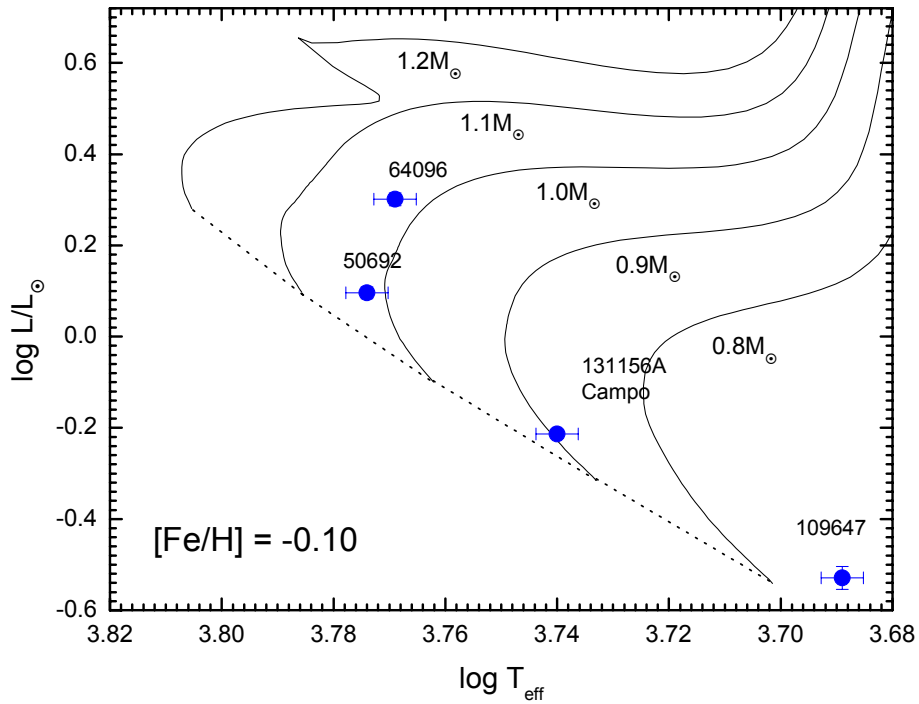


Figura 41 - Diagrama HR com linhas evolutivas para $[Fe/H]$ igual a -0,10.

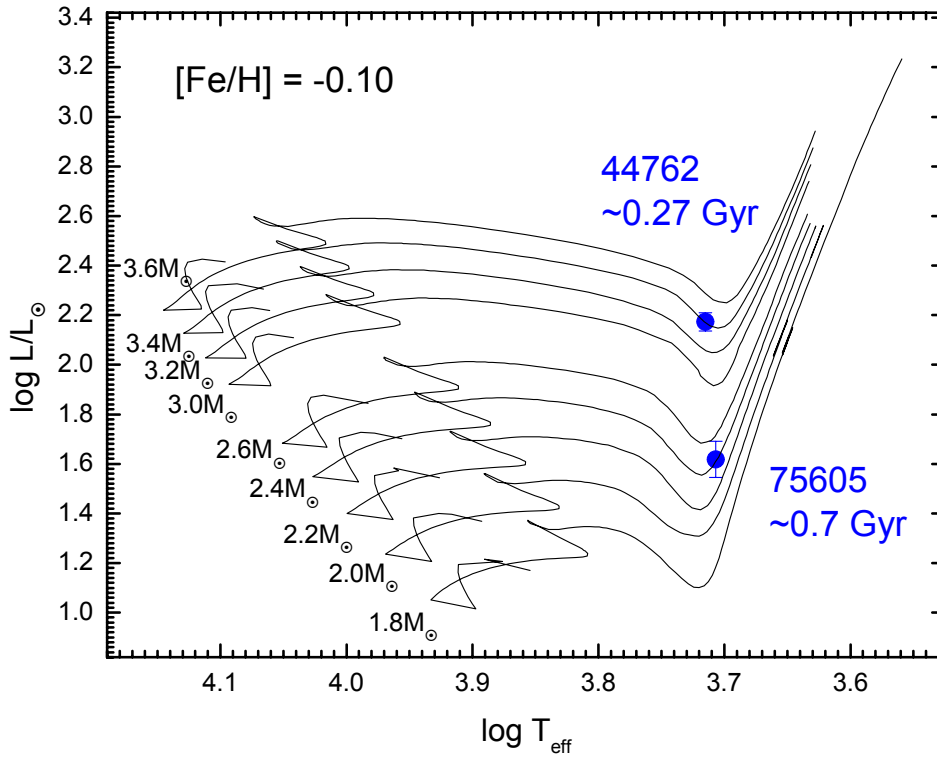


Figura 42 - Diagrama HR com linhas evolutivas para $[Fe/H]$ igual a -0,10 e linhas evolutivas para massas entre 1,8 e 3,6 massas solares. Também foi possível determinar a idade dos objetos com mais precisão visto que as linhas evolutivas têm maior resolução em idade nesta região.

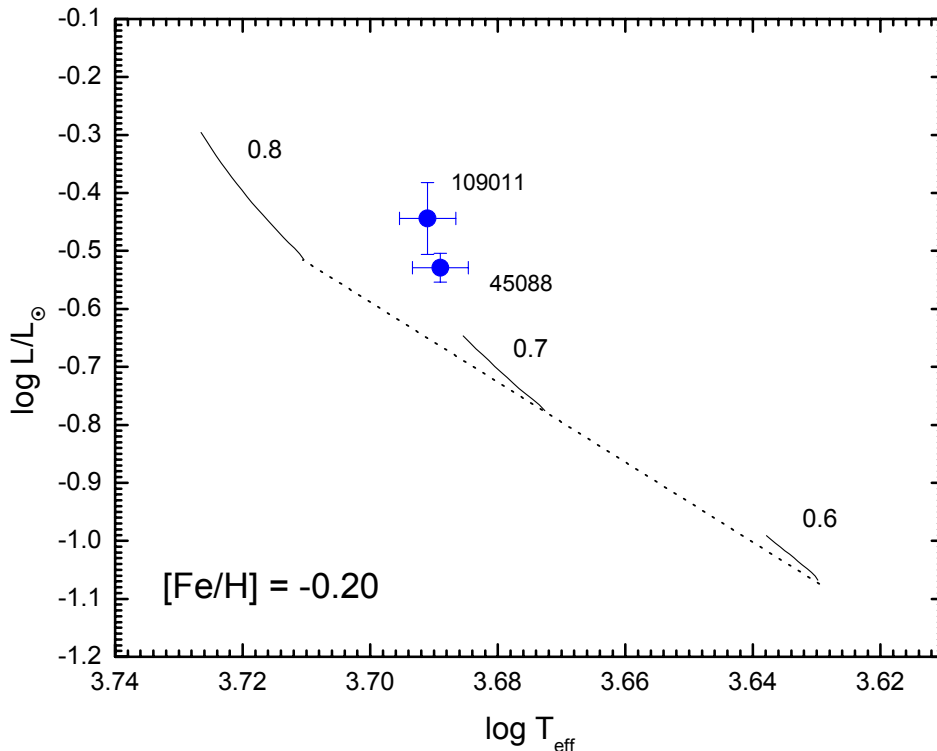


Figura 43 - Diagrama HR com linhas evolutivas para metalicidade igual a -0,20, truncadas em 12 bilhões de anos.

O objetivo desta análise foi determinar se as estrelas do núcleo cinemático estavam em uma linha evolutiva compatível com a idade canônica do grupo, de aproximadamente 500 milhões de anos, de acordo com King et al (2003). Para comparar os nossos resultados com outros determinadores de idade, buscamos na literatura a atividade cromosférica do índice R'_{HK} , para as estrelas do grupo cinemático. Este índice, R'_{HK} , é o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do Ca II relativo ao fluxo bolométrico da estrela. O valor do indicador de atividade para as Híades é maior que -4,6 (King et al, 2003), sendo este considerado um critério para juventude.

Os objetos que ficaram distantes duas vezes o seu erro da ZAMS foram classificados como “ZAMS”. Os que estavam acima da ZAMS em até três vezes o erro, foram classificados como “Acima da ZAMS”, e acima disso, “Muito acima da ZAMS”. Os que ficaram mais que duas vezes o erro abaixo da ZAMS foram classificados como “Abaixo da ZAMS”. Abaixo mostramos uma tabela com os resultados. A coluna na qual as estrelas são classificadas de acordo com o grupo de identidade nucleossintética é explicada na próxima seção.

Tabela 11 - Resultados da análise evolutiva. Os critérios foram proximidade à linha de idade zero para a sequência principal (ZAMS). As estrelas gigantes não possuíam índices R_{HK} pois este critério não pode ser aplicado para determinar idade para este tipo de estrela. Fontes: 1 – King et al (2003); 2 – Soderblom e Mayor (1993); 3 – Wright et al (2004). Para a estrela HD 13959, usamos a temperatura fotométrica para revisar a sua metalicidade (ver seção anterior).

<i>HD</i>	<i>[Fe/H]</i>	<i>Grupo Núcleos.</i>	<i>Idade (Gano)</i>	R_{HK}	<i>Fonte</i>
45088	-0.22	4	Acima da ZAMS	-4.299	1
109011	-0.17	3	Muito acima da ZAMS	-4.414	1
50692	-0.14	1	Velha	-4.903	1
64096	-0.13	1	Velha	-4.827	1
131156	-0.12	2	ZAMS	-4.350	3
44762	-0.12	1	0.27	Gigante	1
75605	-0.11	1	0.70	Gigante	1
109647	-0.05	3	Acima da ZAMS	-4.447	1
38392	-0.05	3	Acima da ZAMS	-4.520	2
11131	-0.02	2	ZAMS	-4.532	1
41593	-0.01	2	ZAMS	-4.414	1
26913	+0.02	2	Abaixo da ZAMS	-4.417	1
72905	+0.04	2	ZAMS	-4.369	1
26923	+0.06	4	ZAMS	-4.490	2
38393	+0.06	2	ZAMS	-4.774	1
13959	+0.06	1	Muito acima da ZAMS	-4.290	2
115043	+0.07	3	ZAMS	-4.476	1
81858	+0.08	2	3.70	Inativa	2
85444	+0.08	1	0.25	Gigante	1
39587	+0.10	1	ZAMS	-4.380	1
79028	+0.12	2	4.70	-4.996	1

A partir desta análise evolutiva, três estrelas (HD 50692, HD 64096 e HD 115043) ficam incompatíveis com a juventude presumida para o grupo, conforme pode ser observado nos diagramas HR anteriores. A idade estabelecida ficou entre 250 e 700 milhões de anos, compatível com a estabelecida por King et al (2003), e foi determinada pelas gigantes jovens da amostra, uma vez que as estrelas de baixa massa estão em posições no diagrama HR onde as isócronas estão muito próximas, não permitindo a distinção em idade.

6.5 – Análise Química – Identidade Nucleossintética

Depois da análise da identidade do grupo em metalicidade, podemos realizar uma análise mais fina, acessando as demais abundâncias elementares para os objetos. Devido às incertezas elevadas, além do baixo número de linhas, para diversos elementos, não foi possível chegar a uma conclusão a partir das abundâncias individuais para cada elemento. Passamos então a uma

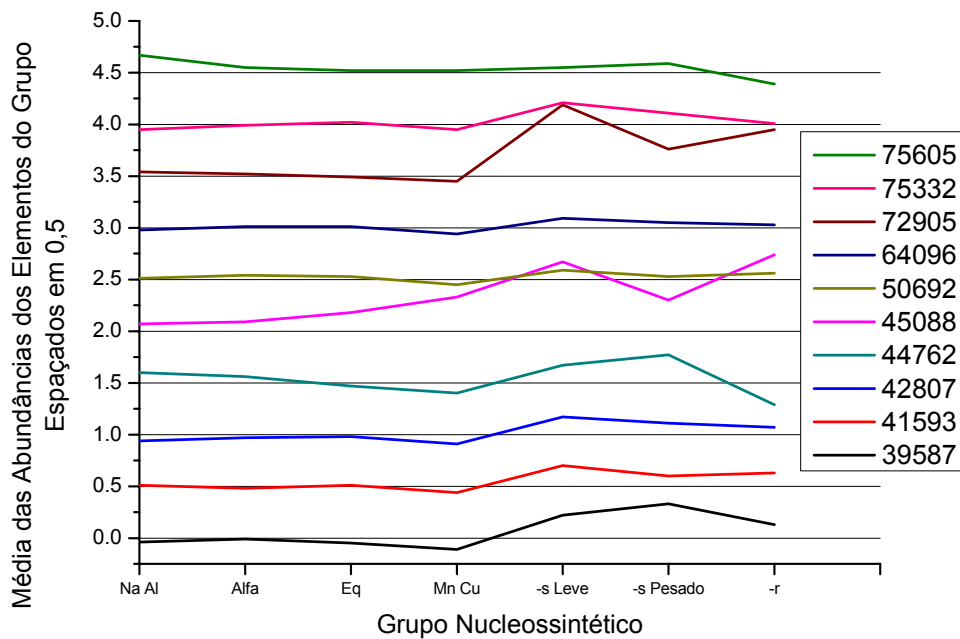
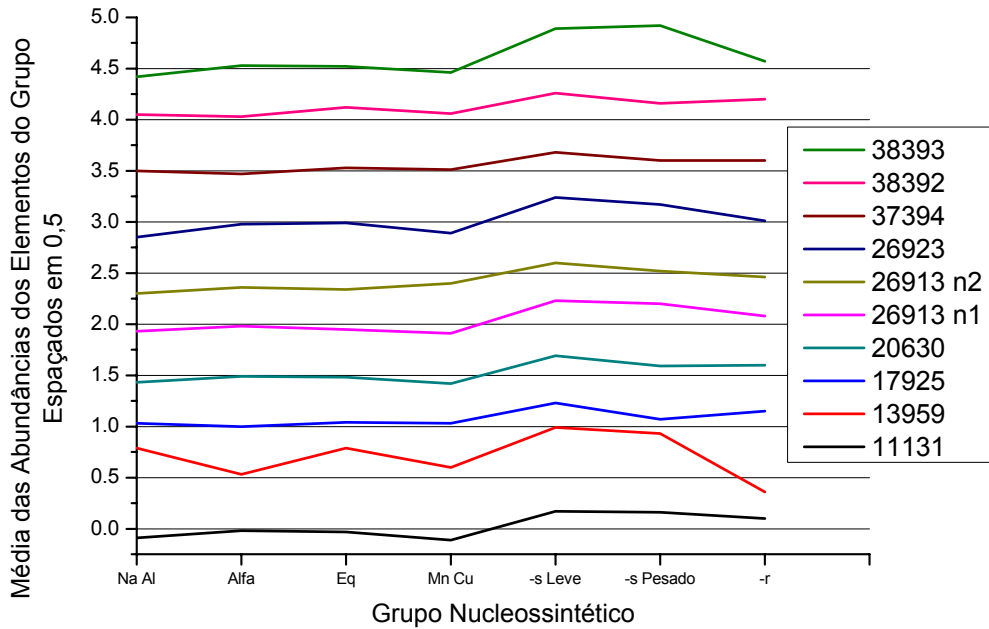
análise por grupo de elementos. Estes foram agrupados em sete grupos de identidade nucleossintética, cada um deles reunindo elementos com propriedades semelhantes no cenário observacional da evolução química da Galáxia. Tais grupos são: Na e Al, processo α , processo de equilíbrio (Eq. ou do pico do ferro), Mn e Cu, leves do processo-s, pesados do processo-s e processo-r.

Tabela 12 – Grupos de identidade nucleossintética estudados.

<i>Grupo</i>	<i>Elementos associados</i>	<i>Comentários</i>
Na Al	Na e Al	Elementos com “Z-ímpar”, ao contrário dos elementos do processo- α , são superdeficientes em relação ao Fe para baixas metalicidades (ou seja, $[X/Fe] < 0$), o que sugere uma origem nucleossintética comum (McWilliam, 1997).
Alfa	Si, Ca, Sc e Ti	Elementos do processo- α , com número de prótons múltiplo de 4. O Sc foi incluído por ter comportamento semelhante ao Ca nos diagramas $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$. (Wheeler, Sneden e Thuran, 1989)
Eq	V, Cr, Co e Ni	Associados ao processo de equilíbrio, onde a tendência é que as abundâncias dos elementos aumentem com a proximidade ao elemento de maior energia de ligação por nucleón, portanto mais estável, o Fe.
Mn Cu	Mn e Cu	Possuem um comportamento diferente dos demais elementos do pico do Fe e são superdeficientes em relação ao Fe para baixas metalicidades (Castro et al, 1999).
Processo-s Leve	Sr, Y e Zr	Nucleossíntese dominada pelo primeiro pico de estabilidade do processo-s.
Processo-s Pesado	Ba, Ce e La	Nucleossíntese dominada pelo segundo pico de estabilidade do processo-s.
Processo-r	Sm, Eu e Gd	Nucleossíntese dominada pelo processo-r.

Este recurso faz com que os valores tenham uma incerteza menor do que no caso dos elementos individualmente, já que a média tende a minimizar eventuais desvios nos valores individuais.

Os resultados para os objetos são mostrados na figura abaixo.



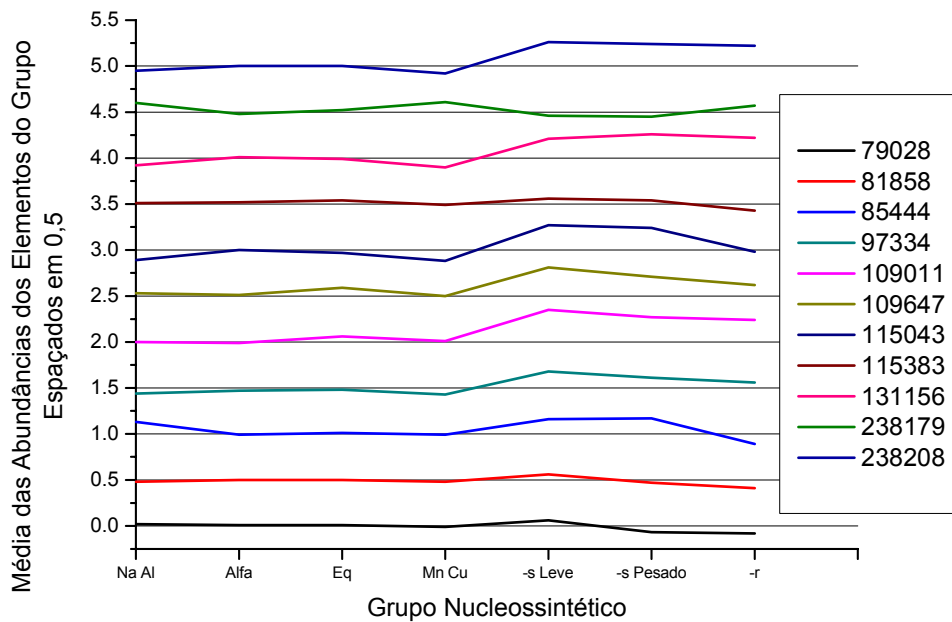
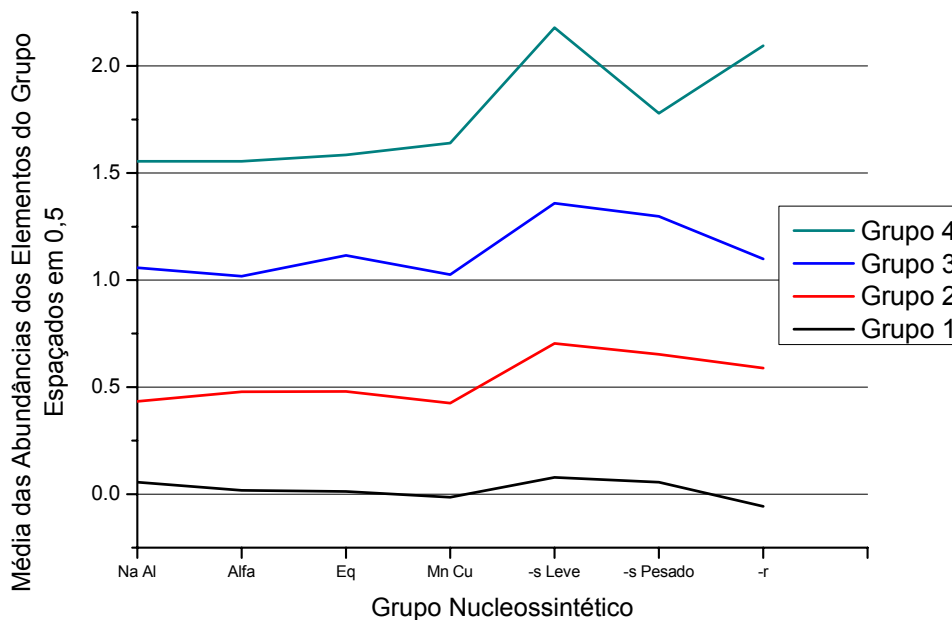


Figura 44 - Gráfico das médias das abundâncias dos elementos agrupadas por identidade nucleossintética para todos objetos da amostra. Os números das legendas se referem ao HD de cada estrela e ordenam a exibição.

Com estes valores foi possível utilizar o mesmo algoritmo de k-médias utilizado no caso cinemático para encontrar grupos nucleossintéticos (GN) neste espaço. O melhor número de GN encontrado foi quatro e a abundância média para cada grupo é mostrado abaixo.



Os GN 1 (9 membros), 2 (15 membros) e 3 (5 membros) tinham baixas dispersões entre seus membros e, por isso, merecem maior consideração. O GN 4, com apenas 2 membros (HD 45088 e HD 72905), teve sua diferenciação

a partir dos grupos com valores mais incertos, processo-r e processo-s leve e portanto sua existência real é duvidosa.

Dos cinco membros do GN 3, quatro estão no núcleo cinemático, sendo a exceção HD 109011, retirada por ser pobre em metais. Vemos então que o nosso núcleo cinemático, químico, e selecionado por idade, basicamente caracteriza este GN na nossa amostra. Por outro lado, não é possível associar o núcleo cinemático, químico, e selecionado por idade a nenhum GN em particular, visto que a maior parte das estrelas deste núcleo pertencem ao GN 2. O grupo formado pelos elementos Na e Al não distinguem os GN de forma clara, visto que os valores ficaram muito próximos do solar. Já os elementos devidos ao processo-r (Sm, Eu e Gd) têm altas incertezas associadas às abundâncias e parecem ter produzido o GN 4, demasiado rico em elementos do processo-r, o qual considere espúrio. Fazendo esta consideração, qualitativamente, a melhor classificação para HD 72905 seria o GN 2, pobre em Mn e Cu.

7 – Conclusões e Perspectivas

A partir dos valores das velocidades galácticas U, V e W, foi possível encontrar um núcleo cinemático para as estrelas estudadas, aplicando o método estatístico das k-médias. No contexto deste núcleo, determinei um sub-grupo de estrelas para o qual uma mesma metalicidade seria compatível, no caso para um valor próximo do solar. Outro critério aplicado foi o de juventude, comparando a posição no diagrama HR com uma idade determinada pela trajetória evolutiva teórica, ou a partir dos índices de atividade cromosférica, R'_{HK} , ou ambos. O resultado dos critérios aplicados pode ser visto na tabela abaixo.

Depois de determinar as abundâncias químicas de vários elementos para as estrelas, encontrar um *núcleo cinemático* bem definido, determinar a existência de um *núcleo químico* de identidade em *metalicidade* e analisar *evolutiveamente* a amostra, foi possível determinar um núcleo que abarcasse todos estes critérios. Quando a estrela pertence ao núcleo cinemático e não é excluída pelos critérios de identidade na razão [Fe/H] ou na idade, ela pertence ao núcleo final de estrelas do Grupo, chamado de núcleo *cronoquímico-cinemático* – NCQC.

Abaixo, mostro a tabela com o núcleo final. As estrelas gigantes foram adicionadas ao NCQC, mesmo tendo baixa metalicidade porque a incerteza associada a este parâmetro em uma análise diferencial com o Sol, deve ser maior quando a estrela estudada é uma gigante. Isso ocorre porque os parâmetros que influenciam na formação das linhas espectrais, que definirão a metalicidade, são muito diferentes dos solares. Assim o critério químico de identidade em metalicidade é menos estrito para estas estrelas.

Neste trabalho, foi possível determinar os parâmetros cinemáticos, de razão [Fe/H] e de idade que descrevem o NCQC do Grupo UMa. A metalicidade que o define é a solar e, se considerarmos um intervalo de 2σ e nossa incerteza de 0,05 dex, as estrelas poderiam estar distribuídas no intervalo entre -0,10 e +0,10.

Tabela 13 - Núcleo final de identidade cronológica, química e cinemática. A estrela HD 72905 foi reclassificada no GN 2.

<i>HD</i>	<i>[Fe/H]</i>	<i>Grupo Núcleos.</i>	<i>Idade (Gano)</i>	<i>R_{HK}</i>
44762	-0.12	1	0.27	Gigante
75605	-0.11	1	0.70	Gigante
109647	-0.05	3	Acima da ZAMS	-4.447
38392	-0.05	3	Acima da ZAMS	-4.520
11131	-0.02	2	ZAMS	-4.532
41593	-0.01	2	ZAMS	-4.414
26913	+0.02	2	Abaixo da ZAMS	-4.417
26913	+0.02	2	Abaixo da ZAMS	-4.417
72905	+0.04	2	ZAMS	-4.369
26923	+0.06	2	ZAMS	-4.490
38393	+0.06	3	ZAMS	-4.774
13959	+0.06	3	Muito acima da ZAMS	-4.290
115043	+0.07	2	ZAMS	-4.476
85444	+0.08	1	0.25	Gigante
39587	+0.10	2	ZAMS	-4.380

Os objetos fora deste intervalo e que ainda assim foram incluídos no núcleo, tinham a incerteza associada a $[Fe/H]$ maior ou devida à discrepância entre temperatura efetiva fotométrica e espectroscópica estar muito acima do erro esperado para este parâmetro, ou pelo fato de serem gigantes, para as quais esperamos uma incerteza maior em uma análise diferencial com o Sol como estrela padrão.

Não foi possível estabelecer uma clara distinção entre as estrelas do NCQC e as estrelas de campo quanto aos grupos de identidade nucleossintética, nem quanto às abundâncias individuais. As altas dispersões nas abundâncias de Y, Zr, C, Na, Al, Eu, Sm e Gd também impediram uma análise mais conclusiva. Valores mais precisos podem ser obtidos através de síntese espectral, o que já está sendo feito como seguimento deste trabalho.

A análise puramente cinemática possibilitou determinar um núcleo com velocidades U, V e W de 22,3, 6,5 e -2.55 Km/s (em relação ao Sol), com desvios padrões de 5, 3 e 4 Km/s, respectivamente. Outros autores que analisaram o grupo encontraram dispersões maiores que 2 Km/s (Johnson e Soderblom, 1987), já Soderblom e Mayor (1993) encontraram $\sigma_U = 3$, $\sigma_V = 2$ e $\sigma_W = 3$ Km/s. King et al (2003) encontrou dispersões menores: $\sigma_U = 2$, $\sigma_V = 2$ e $\sigma_W = 2$ Km/s. Levando em conta o tamanho bem menor da nossa amostra, os desvios padrões são considerados bons. Essa dispersão de velocidades é

pouco maior que a esperada para aglomerados abertos (Soderblom e Clements, 1987).

A metalicidade média encontrada para o NCQC foi de $[Fe/H] = +0,01 \pm 0,07$, ou seja, muito próxima da solar. Como comparação, Paulson et al (2003) encontrou, para a análise espectroscópica de 55 estrelas das Híades, com qualidade muito semelhante às dos nossos espectros, uma dispersão em metalicidade de 0,04 dex.

Pelos critérios de atividade e disposição no diagrama HR, foi possível estabelecer que o núcleo é descrito por estrelas jovens, com idades menores do que 700 milhões de anos, e provavelmente superiores à 300 milhões de anos.

Sendo assim, podemos afirmar que o grupo Ursa Maior tem uma identidade cinemática, química e cronológica. Isso apóia a existência do Grupo UMa. Apesar da seleção de nossa amostra estar longe do ideal para este tipo de estudo, por possuir tendência, reproduzimos o núcleo UVW clássico do grupo e conseguimos associá-lo com um núcleo de identidade em $[Fe/H]$, com incertezas compatíveis com outros estudos do tema.

Com o objetivo de complementar o estudo, iremos determinar velocidades galácticas para um grupo bem maior de estrelas de tipo solar, com uma amostra com tendências minimizadas dentro de 25 pc do Sol. Estrelas de tipo solar permitiram velocidades radiais e análise de composição química mais precisas. Assim esperamos reencontrar o núcleo cinemático, a partir de adensamentos em U, V e W, utilizando técnicas estatísticas, para estabelecer melhor o padrão de velocidade, sem perder homogeneidade com a análise já feita.

Pretendo cruzar estes dados com indicadores de juventude, ligados a rotação da estrela, como índices cromosféricos, fluxos de raios-X e fluxos no ultra-violeta extremo.

Fora dos adensamentos selecionarei estrelas jovens dispostas de forma aleatória para evitar tendências. A análise química, combinada aos indicadores de juventude das estrelas dentro do adensamento em comparação com as que estão fora dele permitirão concluir se existe homogeneidade química para este grupo cinemático.

Para as abundâncias elementares, faremos uma análise por síntese espectral, que diminuirá as incertezas associadas aos elementos com baixo número de linhas.

Apêndice – Calculando os componentes do espaço de velocidades galácticas

Para estudar os Grupos Cinemáticos fazemos uso constante dos componentes do espaço de velocidades galácticas U, V e W, dada um movimento próprio do objeto, velocidade radial e paralaxe. Segundo Johnson (1987), faz mais sentido calcular os componentes galácticos de velocidade heliocêntricos, que podem ser então ajustado para o movimento solar por uma correção aditiva da escolha de cada um. Além dos componentes, é fundamental para a avaliação de pertinência cinemática ao grupo a estimativa das incertezas nos parâmetros observados.

O sistema U, V e W é, geralmente, usado no sistema de mão-direita de coordenadas, positivo na direção do centro galáctico, rotação galáctica e norte pólo galáctico, respectivamente. O uso de um sistema de mão-direita permite que a matriz de transformação possa ser usada tanto para coordenadas quanto para velocidades. O sistema de coordenadas galáctico pode ser definido por três ângulos. Dois dão a posição equatorial do pólo norte Galáctico:

$$\alpha_{\text{NGP}} \equiv 12^{\text{h}}49^{\text{m}} = 192,25^{\circ},$$

$$\delta_{\text{NGP}} \equiv 27,4^{\circ}.$$

O terceiro, $\theta_0 \equiv 123^{\circ}$, é o ângulo de posição do Pólo Norte Celestial relativo ao grande semicírculo passando pelo PNG e a latitude galáctica zero.

Johnson ainda usou mais quantidades e respectivas incertezas:

$$\pi \pm \sigma_{\pi}, \text{ a paralaxe em arcsec,}$$

$$\rho \pm \sigma_{\rho}, \text{ a velocidade radial em km/s,}$$

$\mu_{\alpha} \pm \sigma_{\mu_{\alpha}}$, o movimento próprio em ascensão reta, corrigida para declinação, em arcsec/ano,

$$\mu_{\sigma} \pm \sigma_{\mu_{\sigma}}, \text{ o movimento próprio em declinação, em arcsec/ano.}$$

Usando as definições acima de α_{NGP} , δ_{NGP} e θ_0 , a matriz de transformação que leva das coordenadas equatoriais para coordenadas galácticas:

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin b \end{bmatrix} = T \begin{bmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \sin \alpha \\ \sin \delta \end{bmatrix},$$

fica

$$T = \begin{bmatrix} -0,06699 & -0,87276 & -0,48354 \\ +0,49273 & -0,45035 & +0,74458 \\ -0,86760 & 0,18837 & +0,46020 \end{bmatrix}.$$

Também, define-se a matriz de coordenadas

$$A \equiv \begin{bmatrix} +\cos\alpha\cos\delta & -\operatorname{sen}\alpha & -\cos\alpha\operatorname{sen}\delta \\ +\operatorname{sen}\alpha\cos\delta & +\cos\alpha & -\operatorname{sen}\alpha\operatorname{sen}\delta \\ +\operatorname{sen}\delta & 0 & +\cos\delta \end{bmatrix}$$

Os componentes da velocidade espacial galáctica são, portanto:

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} = B \begin{bmatrix} \rho \\ \kappa\mu_\alpha \\ \pi \\ \kappa\mu_\delta \\ \pi \end{bmatrix}$$

Equação 30

, onde $B=T.A$ e $k = 4,74057$, o equivalente em km/s da unidade astronômica em um ano tropical.

As incertezas podem ser calculadas da mesma forma, utilizando as incertezas correspondentes e transformadas. Aplicando a fórmula tradicional de erro diferencial, para erros não relacionados, na equação 1, temos:

$$\begin{bmatrix} \sigma_U^2 \\ \sigma_V^2 \\ \sigma_W^2 \end{bmatrix} = C \begin{bmatrix} \left(\frac{\kappa}{\pi}\right)^2 \left[\sigma_{\mu_\alpha}^2 + \left(\frac{\mu_\alpha \sigma_\pi}{\pi}\right)^2 \right] \\ \left(\frac{\kappa}{\pi}\right)^2 \left[\sigma_{\mu_\delta}^2 + \left(\frac{\mu_\delta \sigma_\pi}{\pi}\right)^2 \right] \end{bmatrix} + \frac{2\mu_\alpha\mu_\delta\kappa^2\sigma_\pi^2}{\pi^4} \begin{bmatrix} b_{12} \cdot b_{13} \\ b_{22} \cdot b_{23} \\ b_{32} \cdot b_{33} \end{bmatrix}$$

Equação 31

os elementos da matriz C são os quadrados dos elementos individuais de B, i.e., $c_{ij} = b_{ij}^2$ para todo i e j.

Por fim, basta corrigirmos este valor para o movimento solar. O movimento solar padrão de Mihalas e Routly (1986) (U;V;W) = (10,4; 14,8; 7,3) relativos ao Padrão Local de Repouso (LRS).

Estes resultados foram aplicados ao Grupo Ursa Maior como caso teste. Um artigo de Soderblom e Clements (1987) discute estrelas do tipo solar

candidatas a membros do Grupo e estima a probabilidade de pertinência baseado na emissão cromosférica. A dispersão de velocidades é tipicamente menor que 2 km/s, aproximadamente a mesma observada em aglomerados abertos.

Bibliografia

1. ALLER, L. H. **Atoms, stars and nebulae**. Revised Edition. Harvard University Press. Cambridge, MA, 1971.
2. ASPLUND, M.; GREVESSE, N.; SAUVAL, A. J. **The Solar Chemical Composition**. Astronomical Society of the Pacific, p. 25, 2005.
3. ASPLUND, M. et al. **Lithium Isotopic Abundances in Metal-poor Halo Stars**. The Astrophysical Journal, Volume 644, Issue 1, p. 229-259, 2006.
4. BANNISTER, N. P. AND JAMESON, R. F. **L and T dwarfs in the Híades and Ursa Major moving groups**. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 378, L24-L28, 2007.
5. BARBUY, B. PHD Thesis, Univ. Paris VII , 1982.
6. BINNEY, J.; TREMAINE, S. **Galactic Dynamics**. Princenton University Press, Princenton, EUA. 1987
7. BURBIDGE, E. M. et al. **Synthesis of Elements in Stars**. Reviews of Modern Physics. V29 n4. 1957.
8. BREGER, M., **Abundance homogeneity and absolute magnitudes of the Híades moving group**. Publications of the Astronomical Society of the Pacific 80, 578b.1968.
9. CHUPINA, N. V. **The geometry of stellar motions in the nucleus region of the Ursa major kinematics group**. Astronomy and Astrophysics, 371, 115-122, 2001.
10. CRAWFORD, D. L. et al. **Photoelectric Hbeta photometry for 1217 stars brighter than V = 6.5 mag**. Astronomical Journal 71, 709, 1966.
11. CRAWFORD, D. L.; BARNES, J. V. **Four-color and H-Beta photometry of open clusters. II. Coma and Ursa Major**. Contrib. Kitt Peak National Obs., No. 395, 1969.
12. DEHNEN, W. **The distribution of nearby stars in velocity space inferred from Hipparcos data**. The Astronomical Journal, 115: 2384-2396, 1998.

13. DEHNEN, W. **The Effect of the outer Lindblad resonance of the galactic bar on the local stellar velocity distribution.** *The Astronomical Journal*, 119: 800-812, 2000.
14. DEL PELOSO, E. F. et al **The age of the Galactic thin disk from Th/Eu nucleocosmochronology.** *Astronomy and Astrophysics* 434, 275-300, 2005.
15. DI BARTOLO, L. **Análise Espectroscópica Detalhada de Estrelas Candidatas a Gêmeas Solares.** Dissertação de mestrado – UFRJ/OV/Programa de Pós-graduação em astronomia, 2005.
16. EGGEN, O. J. **Stellar Groups. I. The Híades and Sirius Groups.**, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 118, 65E, 1958.
17. EGGEN, O. J. **Galactic Structure.** A. Blaauw and M. Schmidt, eds. (Chicago: University of Chicago Press), p. 111, 1965.
18. EVANS D.S. **The revision of the general catalogue of radial velocities.** *IAU Symposium*, 30, held in Toronto, Canada, V. 30, p. 57-62, 1979.
19. FABREGAT, J.; REGLERO, V. **A uvby-beta survey of Call emission stars. I - The observations.** *Astronomy and Astrophysics Supplement Series (ISSN 0365-0138)*, vol. 82, no. 3, p. 531-541, 1990.
20. FAMAHEY, B. *et al.* **On the age heterogeneity of the Pleiades, Híades and Sirius moving groups.** *Astronomy & Astrophysics*, 2008.
21. FLOWER, P. J. **Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude Diagrams: Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections.** *Astrophysical Journal* v.469, p. 355, 1996.
22. HØG, E.; et al. *Astronomy and Astrophysics*, 355, L27, 2000.
23. INNANEN, K. A.; HOUSE, F. C. *The Astronomical Journal*, V. 75, p. 680, 1970.
24. JAMESON, R. F. *et al.* **The ages of L dwarfs.** *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2007.

25. JAMESON, R. F. *et al.* **Proper motions of field L and T dwarfs.** MNRAS, 2008.
26. JOHNSON, D. R. H.; SODERBLOM, D. R. **Calculating galactic space velocities and their uncertainties, with an application to the Ursa Major Group.** The Astronomical Journal, Volume 93, number 4, 1987.
27. KAWASAKI, M.; KOHRI, K.; MOROI, T. **Big-bang nucleosynthesis and hadronic decay of long-lived massive particles.** Physical Review D, vol. 71, Issue 8, 2005.
28. KIM, Y.C. *et al.* **The Y2 isochrones for alpha-element enhanced mixtures.** Astrophysical Journal Supplements, V. 143, p. 499–511, 2002.
29. KING, J. R. *et al.* **Stellar Kinematics Groups. II. A reexamination of the membership, activity, and age of the Ursa Major Group.** The Astronomical Journal, 125: 1980 – 2017, 2003.
30. KING, J. R.; SCHULER, S. C. **High-resolution spectroscopy of Ursa Major Moving Group Stars.** Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 117: 911-921, 2005.
31. KURUCZ, R. L. *et al.* (1984). **Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm.** National Solar Observatory Atlas No. 1, 1984.
32. LOPES-SANTIAGO, J. *et al.* **The nearest young moving groups.** The Astrophysical Journal, 643: 1160-1165, 2006.
33. MCWILLIAM, A. **Abundances ratios and Galactic Chemical Evolution.** Annual Review of Astronomy and Astrophysics, V. 35, p. 503-556, 1997.
34. MERMILLIOD, J. C. **Compilation of Eggen's UBV data, transformed to UBV.** Catalogue of Eggen's UBV data, 1986.
35. MEYLAN, T. *et al.* The Astrophysical Journal Supplement Series, 85, p. 163, 1993.
36. MIHALAS, D.; ROUTLY, P. M. Galactic Astronomy (Freeman, San Francisco), p. 101-102, 1968.

37. MONTES, D. et al. **Late-type members of young stellar kinematics groups – I. Single stars.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. 328, 45-63, 2001.
38. MOORE, E. C.; MINNAERT, M. G. J.; HOUTGAST, J. **The Solar Spectrum 2935Å to 8770Å.** National Bureau of Standards Monograph 61, 1966.
39. NOMOTO, K. et al. ApJ 286, 644, 1984.
40. NOYES et al. **Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars.** The Astrophysical Journal, V. 279, p. 763, 1984.
41. OLSEN, E. H. **Four-color uvby and H β photometry of A5 to G0 stars brighter than $m_v = 8.3$.** Astronomy and Astrophysics Supplement Series 54, p. 55-134, 1983.
42. OLSEN, E. H. **Strömgren four-color uvby photometry of G5-type HD stars brighter than $m_v = 8.6$.** Astronomy and Astrophysics Supplement Series 102, p. 89-199, 1993.
43. PAULSON, D. B.; SNEDEN, C.; COCHRAN, W. D. **Searching for Planets in the Hyades. IV. Differential Abundance Analysis of Hyades Dwarfs.** The Astronomical Journal, V. 125, p. 3185 – 3195, 2003.
44. PERRYMAN, M. A. C.; ESA. **The Hipparcos and Tycho catalogues, Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA Hipparcos Space Astrometry Mission.** Noordwijk: ESA Publications Division. Series: ESA SP Series, 1200, 1997.
45. PORTO DE MELLO, G. F.; DA SILVA, L. **On the physical existence of the ζ Her Moving Group: A detailed analysis of ϕ^2 Pavonis.** The Astronomical Journal, V102, N5, 1991.
46. PORTO DE MELLO, G. F. **A distribuição de abundâncias em estrelas de tipo solar na vizinhança solar.** Tese (Doutorado em Astrofísica) – Observatório Nacional, Rio de Janeiro, 1996.
47. RAMÍREZ, I.; ALLENDE-PRIETO, C.; LAMBERT, D. L. **Oxygen Abundances in Nearby Stars.** Astronomy and Astrophysics, V. 465, p. 271.

48. SANDAGE, A. R. **Les Processus Nucleaires dans les Atres.** Liège Symposium, 1954.
49. SHULER, S. C. et al. **Oxigen from The $\lambda 7774$ High Excitation Triplet in Open Cluster Dwarfs: Hyades.** *Astrophysical Journal*, V. 636, p. 432, 2006.
50. SEABROKE G.M. et al. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* – 384 – 11S, 2007.
51. SIMON, T. *The Astrophysical Journal*, 359, L51, 1990.
52. SODERBLOM, D. R. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 97, 54, 1983.
53. SODERBLOM, D. R.; CLEMENTS, S. D. *The Astronomical Journal* 93, 920, 1987.
54. SODERBLOM, D. R.; DUNCAN, D. K.; JOHNSON, D. R. H. *The Astrophysical Journal*, 375, 722, 1991.
55. SODERBLOM, D. R., MAYOR, M. **Stellar Kinematics Groups. I. The Ursa Major Group.** *The Astronomical Journal* 105, 226S, 1993.
56. SOWELL, J. R.; WILSON, J. W. **All-sky Stromgren photometry of speckle binary stars.** *Astronomical Society of the Pacific, Publications* (ISSN 0004-6280), vol. 105, no. 683, p. 36-43, 1993.
57. SPERGEL, D. N. *et al.* **Three-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Implications for Cosmology.** *The Astrophysical Journal Supplement Series*, Volume 170, Issue 2, pp. 377-408, 2007.
58. STEFFEN, M. *Astronomy and Astrophysics*, v. 59, p. 403, 1985.
59. SUESS, H. E.; UREY H. E. *Reviews of Modern Physics*, 28 53, 1956.
60. TRIMBLE, V. **The origin and abundances of the chemical elements revisited.** *The Astronomy and Astrophysics Review* 3:1-46, 1991.
61. VERESHCHAGIN, S. V.; REVA, V. G.; CHUPINA, N. V. **The Structure of the AD Diagram for the Ursa Major Flow.** *Astronomy Reports*, 2008, V. 52, n. 4, p. 311 – 317, 2008.
62. WALTER, F. M. et al. *The Astrophysical Journal*, 281, 815, 1984.

63. WIELEN, R. *Astronomy and Astrophysics*, 60, 263, 1971.
64. WILSON, O. C. *Science*, 151, 1487, 1966.
65. WILSON R.E. **General Catalogue of Stellar Radial Velocities.**
Carnegie Inst. Washington D.C. Publications. P. 601, 1953.
66. WOOLEY, R; CANDY, P. M. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, V. 139, p. 231, 1968.
67. WOOSLEY, S. E.; WEAVER, T. A. **The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis.** *The Astrophysical Journal Supplement* v.101, p.181, 1995.
68. WRIGHT, J. T. et al. **Chromospheric Ca II Emission In Nearby F, G, K, And M Stars.** *The Astrophysical Journal Supplement Series*, V. 152, p. 261–295, 2004.
69. YI, S.K.; KIM, Y.C.; DEMARQUE, P. **The Y2 stellar evolutionary tracks.** *Astrophysical Journal Supplements*. V. 144, p. 259–261, 2003.
70. YONG, D. et al. **Magnesium Isotope Ratios in Hyades Stars.** *Astrophysical Journal*, V. 693, p. 697, 2004.