Détermination des paramètres fondamentaux pour les étoiles F,G,K

Roger Cayrel [1], Fiorella Castelli[2], Claude Van't Veer[1]

14 sep 1999

[1] Observatoire de Paris, DASGAL, 61 av. de l'Observatoire, F-75014 Paris, France

[2] Observatoire de Trieste, Italie, 2 via G. Tiepolo 11, I-34131 Trieste, Italie

Abstract

Le nombre d'objets observées par GAIA dépassant de deux a trois ordres de grandeurs le contenu des catalogues existants, il est nécessaire de compléter les données astrométriques par des données astrophysiques fondamentales pour les mêmes objets. Nous discutons ici la détermination de la température effective, de la magnitude bolométrique et de la métallicité avec les filtres prévus actuellement à bord de GAIA.

1 Choix de la méthode

1.1 La méthode fondamentale

Les deux paramètres fondamentaux du diagramme HR sont la température effective T_{eff} et la luminosité bolométrique L, exprimée souvent sous forme de magnitude

$$M_{bol} = -2.5 \log(L/L_0)$$

ou L_0 est la puissance rayonnée par une etoile de magnitude bolométrique absolue zéro, conventionnellement fixée á :

$$L_0 = 3.055 \times 10^{28} \text{ W}$$

depuis l'Assemblée générale de l'UAI de 1997.
Pour ceux habitués à prendre le soleil pour unité la relation devient :

$$M_{bol} = -2.5\log(L/L_\odot) + 4.75$$

à condition de prendre :

$$L_\odot = 3.846 \times 10^{26}\ \mathrm{W}$$

Les deux grandeurs peuvent être obtenues en mesurant le flux bolométrique f_{bol} recu del'étoile sur la Terre, et le demi-diamêtre apparent de l'étoile $\phi = R_{star}/d$. On a alors :

$$T_{eff} = (\frac{f_{bol}}{\sigma\phi^2})^{1/4}$$

où σ est la constante de Stefan-Boltzmann, et:

$$m_{bol} = -2.5\log(f_{bol}) - 18.98225$$

où f_{bol} est en $\mathrm{W/m^2}$
On passe de m_{bol} a M_{bol}, avec la distance d, donnée par la partie astrométrique de GAIA par:

$$M_{bol} = m_{bol} - 5\log(d/10pc)$$

Malheureusement il n'y a aucun espoir d'avoir le diamètre apparent à bord, ni même autrement, avec les moyens interféromètriques disponibles.
On devra donc se rabattre sur une méthode secondaire, qui pourra cependant être calibrée par la méthode fondamentale pour un certains nombre d'objets à diamètre apparent suffisant.

1.2 IRFM et méthodes connexes

Il y a consensus qu' à défaut de méthode fondamentale la meilleure méthode est celle décrite en premier par Blackwell&Shallis en 1977. Elle consiste à combiner les deux relations:

$$f_{bol} = \phi^2 F_{bol}$$

et:

$$f_\lambda = \phi^2 F_\lambda$$

dans lesquelles les f désignent les flux apparents mesurés en dehors de l'atmosphère terrestre et les F sont les flux a la surface de l'étoile. On élimine ϕ entre ces deux relations, et on obtient:

$$f_\lambda/f_{bol} = F_\lambda/F_{bol}$$

le premier membre est une observable, et le second est calculé à partir d'une grille de modèles d'atmosphères stellaires. La température effective retenue est celle du modèle qui reproduit le rapport du premier membre. On est aidé si l'on prend λ dans l'infrarouge, car alors F_λ ne dépend que lentement de la température,alors que F_{bol} est proportionnel à la quatrième puissance de T_{eff}. En fait ce qui limite la précision de la méthode c'est plutôt la dépendance de F_λ vis a vis des autres paramètres, à savoir gravité et métallicité , qui doivent être eux aussi connus.
Comme GAIA n'a pas de détecteur sensible au delà de 0.9 μm, on ne peut pas appliquer l'IRFM stricto sensu. Cependant, on peut dire, si l'on dispose de mesures à plusieurs longueurs d'onde

couvrant un large domaine spectral (cas de GAIA) *et* de la détermination simultanée des autre paramètres qu'il n'existera en général qu'un seul modèle reproduisant l'ensemble des observations. C'est la température effective de ce modèle que l'on adoptera comme température effective de l'étoile. Pour les étoiles plus brillantes que K=14 , les surveys infrarouges en cours permettront d'ajouter un point utile vers 2.2 μm, aux observations de GAIA pour contraindre la valeur de T_{eff}. Notons qu'il est difficile de s'affranchir complètement des modèles d'atmosphères pour la détermination de T_{eff}, et qu'une amélioration de ces derniers reste un besoin important pour l'objectif poursuivi.
Une méthode proche, mais non identique à l'IRFM, consiste à calibrer la brillance de surface correspondant par exemple a la bande V, (soit F_V), en fonction d'un indice spectral très sensible à la température , comme $V-K$, avec des étoiles dont le demi-diamètre apparent ϕ est connu. Alors pour une étoile de V et de $V-K$ connu, on peut déduire ϕ de la relation:

$$f_V/F_V = \phi^2$$

et on peut ensuite appliquer la méthode fondamentale, si l'on a f_{bol}. La différence est que cette méthode est totalement empirique, aucun usage n'étant fait de modèles d'atmosphères. Il y a cependant une difficulté: la calibration nécessite des diamètres apparents précis, et l'ensemble des étoiles pour lesquelles on les a, ne couvre pas le domaine complet des paramètres, T_{eff}, g, [Fe/H]. On se reférera à Di Benedetto (1998) pour une excellente calibration par cette méthode.

2 Teff et métallicité

Nous supposerons que les magnitudes absolue sont connues, grâce aux distances déterminées par GAIA, et que le principal problème restant est la détermination de T_{eff} et de la métallicité. Nous avons été guidés par une étude déjà faite en vue de l'utilisation de MEGACAM au CFHT. La fig. 1 montre le diagramme $(U-V, V-I_C)$ (C signifie "Cousins") pour $\log g = 4.5$ (étoiles non-évoluées), pour 6 valeurs de [Fe/H]. Ce diagramme est purement théorique. Il est fait à partir d'une grille de modèles calculée par l'un des auteurs (F.C.) et prolongeant celle de Bessell et al. (1998) à d'autres metallicités. Elle est calculée avec les même options, no "overshooting", vmicroturb=2 km/s,$l/H_p = 1.25$ La sensibilité à la métallicité de cette combinaison de couleurs est remarquable. Remarquons qu'il y a en plus complète séparation des variables à $(V-I_C) \approx 0.6$: les points qui se situent sur une même verticale correspondent à une même température effective , 6000 K en l'occurence. Chaque nouvelle colonne correspond à un accroissement de 250 K en T_{eff}. A $(V-I_C) > 0.8$ une légère courbure apparaît, mais il y a encore quasi-orthogonalité, à l'encontre de se qui ce passe dans le diagramme $(U-B, B-V)$. Nous présentons dans ce qui suit les diagrammes correspondants, avec les bandes prévues sur GAIA, proches de la combinaison précédente. La bande F33 correspond assez bien à la bande U, et a l'avantage de ne pas être à cheval sur la discontinuité de Balmer. La bande F82 correspond bien à la bande I_C. On peut hésiter entre la bande F57 et la bande F47 pour remplacer V. F47 a l'avantage de donner une base plus large pour la détermination de la température effective. La fig. 2 donne le diagramme $(F33-F47, F47-F82)$, calculé à partir de la même grille de modl̀es que pour la fig. 1. Quelques modèles ont été recalculés avec l/H =0.5 par C.V., les différences sur les flux sont pratiquement négligeables, ce qui montre que le choix de l/H n'est pas critique. La sensibilité en température est d'environ $\Delta(F47-F82)$= 0.2 par 250 K, tout à fait excellente. La sensibilité en métallicité est fortement non lineaire en [Fe/H], ce qui n'est pas surprenant. Elle est remarquable. On a une

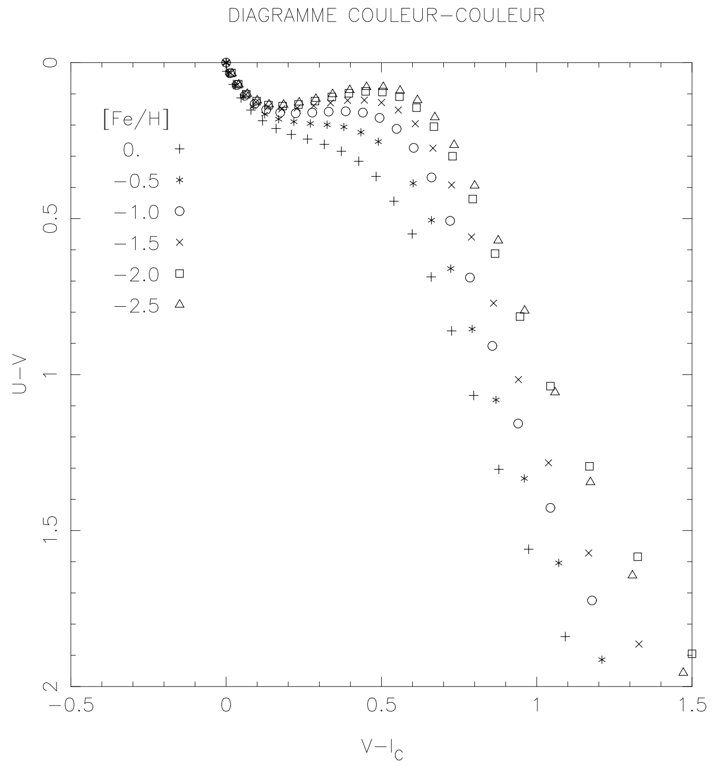

Figure 1: diagramme couleur-couleur $(U-V, V-I_C)$ pour $\log g = 4.5$. La sensibilité à la métallicité est excellente. A $V-I_C$=0.9 , un changement de métallicité de [Fe/H] = 0. à -.5 produit un changement $\Delta(U-V) = 0.23$.

discrimination de 0.1 magnitude a T_{eff} = 5500 K entre [Fe/H] = -2.0 et -2.5 , ce qui représente un ΔZ de seulement sept millièmes de la métallicité solaire. Il faut remarquer que la principale difficulté sera sans doute de dérougir les couleurs observées pour utiliser ce genre de diagramme, mais il est prévu de le faire. La bande diffuse interstellaire observée en spectroscopie sur GAIAà 862.0 nm offre déjà une première possibilité.
Des diagrammes comme ceux de la fig. 2 peuvent être calculés à toute valeur de $\log g$. La figure 3 donne le résultat pour $\log g = 2.0$. La gravité pourra être assez facilement déterminée par GAIA puisque la distance des étoiles, et donc leur magnitude absolue, sera connue. La masse pose évidemment problème. On peut la déduire de la position de l'étoile sur des trajets d'évolution, mais alors on ne peut plus vérifier que les trajets d'évolution sont bons! Cependant il y un autre indice photométrique (F57-F51), utilisant la bande F51 qui permet de mesurer l'effet de gravité sur l'ensemble du triplet vert de Mg I et sur la tête de bande de MgH, qui rend possible une détermination directe de la gravité.

3 Conclusion

• Si les couleurs peuvent être corrigées efficacement de l'absorption interstellaire, il n'y a aucun doute que les 10 bandes photométriques prévues sur GAIA permettent une détermination fine des paramètres stellaires pour les étoiles F,G,K . Les bandes F33, F47 , F51 , F57 et F82 ont un poids particulièrement important dans cette determination.
• La bande F33 est d'une sensibilité extrême a la métallicité, et peut discriminer facilement les

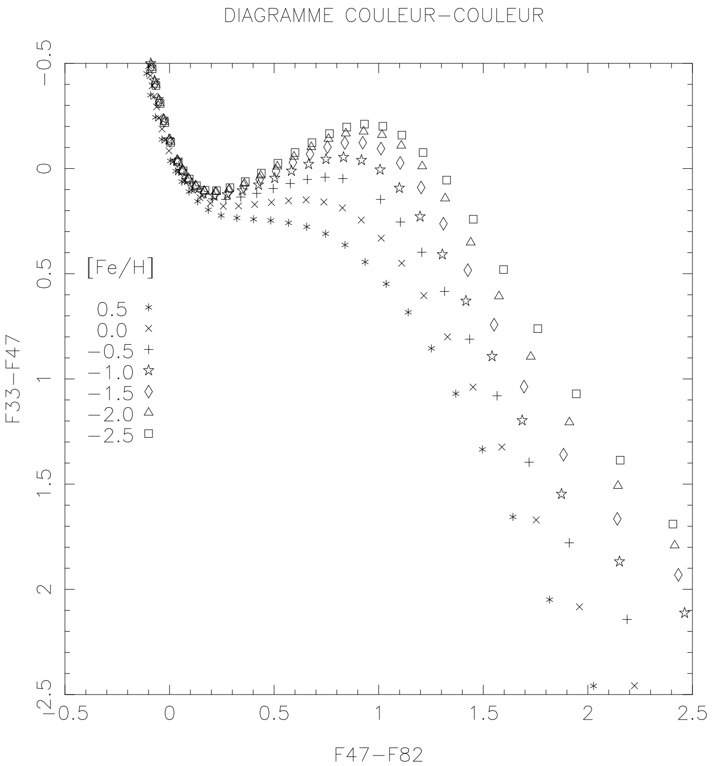

Figure 2: diagramme couleur-couleur ($F33-F47, F47-F82$) pour 7 métallicités, à $\log g = 4.5$. Les points s'alignent le long de séquences presque verticales, correspondant à une même température effective.La température effective correspondant à la séquence à F47-F82 = 1.0 est de 6250 K.Le pas en T_{eff} est de 250 K. La dernière séquence complète vers ($F47 - F82 = 2$) est à 4500 K. On remarquera la bien meilleure performance de ce système par rapport a ($U - V, V - I_C$) pour la séparation des métallicités -2.0 et -2.5.

métallicités [Fe/H] = -2.0 et -2.5 dans les étoiles G tardives ou K, ce qui n'a encore jamais été possible en bandes larges.

• L'adjonction de la couleur K à beaucoup d'étoiles observées dans les récentes surveys en infrarouge (DENIS, 2MASS) permettra d'améliorer la détermination de la température effective pour toutes les étoiles plus brillantes que K=14.

• Des progrès dans la qualité des modèles d'atmosphère est un "must" pour la détermination précise des paramètres. Des travaux récents ont montré par exemple que la valeur de [Fe/H] determinée en ETL était plus faible de 0.2 a 0.3 dex dans les etoiles très déficientes que la valeur déterminée en non ETL (Thévenin&Idiart 1999). L'exploration des effets des inhomogénéités de température dans la zone convective et dans le reste de la photosphère est aussi un sujet qui ne peut être ignoré.

References

[1] Bessell, M.S., Castelli, F., Plez, B. 1998, A&A 333, 231

[2] Blackwell, D.E., Shallis, M.J., MNRAS, 180, 177

[3] Di Benedetto, G.P. 1998, A&A 339, 858

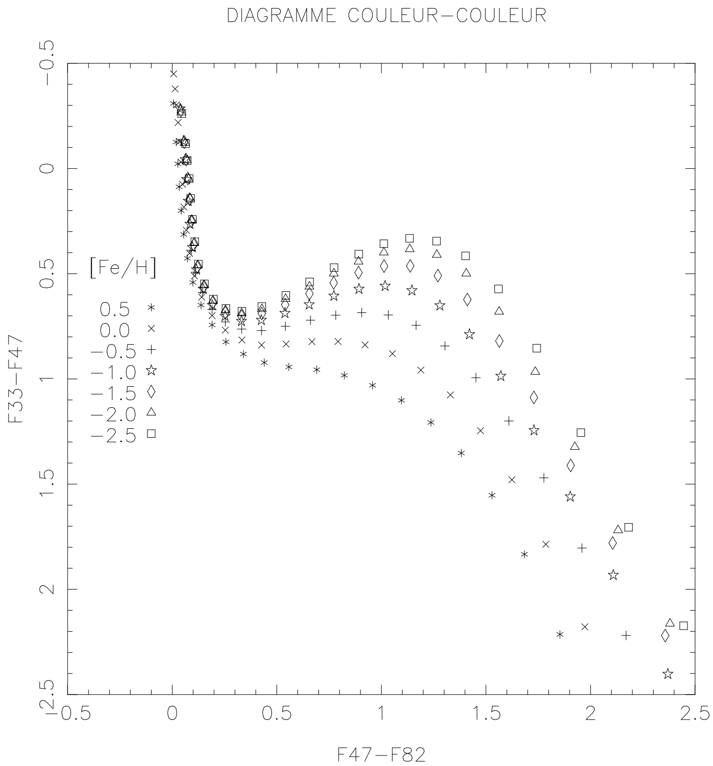

Figure 3: comme la fig. 2, mais pour $\log g = 2.0$. Les étoiles les plus déficientes à F47-F82= 1.0 ont ici une T_{eff} de 6000 K

[4] Kurucz, R.L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. CD-ROM No. 13

[5] Thévenin and Idiart 1999, ApJ 521, 753