

# 小型分光器による恒星の基本量決定

加藤 賢一

大阪市立科学館

## 概要

小型分光器による分光測光により恒星の有効温度を決定する試みを提案する。

### 1. はじめに

恒星を特徴づける基本的な物理量は、

- ・有効温度  $T$ ,
- ・表面における重力加速度  $\log g$ ,
- ・元素含有量  $\log N$

の3つとされている。なかでも、有効温度は恒星からの全放射量に関係していて（スペクトル型にも対応）、最も重要な量と言える。

恒星大気研究者には一つの夢がある（と思う）。できるだけ少ないパラメータ（上の3つくらい）で恒星大気中の物理状態を（計算機内に）再現することにより恒星の全貌を描き出し、観測量を説明したい、という願いである（OHP2参照）。このようなモデル化の試みは永らく続けられてきて、現在、それは一定成功をおさめている。そして、このようにして再現された恒星大気の状態をモデル大気あるいは大気モデルと呼び、そこに介在する変数をモデル・パラメータと呼んでいる。上に記した有効温度、重力加速度、元素量が決定的に重要なモデル・パラメータである。

では、現実存在している恒星のモデル・パラメータは如何にして決めるか？これは観測によらなければならない。この観測とは、恒星から放たれる光の性質を分析することであり、具体的には色フィルターを用いた測光観測や、それより細かな波長域内の光量を測定する分光測光法などがそれである。場合によっては、スペクトル中に見られる暗線の強度などを手がかりとすることもある。いずれにしても、このような観測とモデル大気から期待される値を比較して逐次近似的にモデル・パラメータを決定することになる。なお、有効温度についてはモデル大気の結果と比較せずに決定することもできるが、それは条件に恵まれた場合だけで、通常はモデル大気との比較法が用いられる。

恒星大気研究者のもう一つの夢は、宇宙の化学進化を解き明かすための良質の材料を提供したい、ということである（と思う）。宇宙誕生以降の元素量の時間的変化を観測的に明らかにすることは宇宙の化学進化論を構築する上で決定的に重要なことである。おそらく現在最も多くの元素にわたって信頼できるデータを提供できるのは恒星スペクトルの解析であり、そのためには各恒星のモデル・パラメータを正確に決めてやることが大事である。

本稿では、公共天文台に設置されているような中小クラスの望遠鏡と小型分光器という組合せで分光測光を行ない、恒星の有効温度を決定する試みを提案する。

### 2. 低中分散分光器

たとえば綾部市天文館の分光器では1 mmあたり平均70 Å程度の分散があり、中分散に分類される。美星天文台ではさらに低分散モードも利用できる仕様となっている。これらの分散に最も適しているのは各種天体のおおまかな性質をモニターするような仕事である。集光力を考慮すれば、恒星分類などには最適と言えるのではないか？（以上OHP1）

OHP3に中分散および低分散モードでの観測例を示した。上のCorbally(1993)の例は水素や金属の吸収線強度が見える中分散の場合で、相当詳しい恒星分類ができることを示している。下の図は低分散の例で、パッシェンジャンプや星間吸収による赤化現象をとらえている。

### 3. 分光測光とその応用

#### 1) 有効温度決定への応用

恒星の放射分布の観測で最も簡便なのは色の測定である（色フィルターに光電管の組合せで観測する）。UBVの3色測光やubvyの4色測光などがよく知られている。UBV測光法を確立した Johnsonら (Johnson & Mitchell 1975) は13色測光も行なっている。その結果の一例をモデル放射 (Kurucz 1993) と比較したものをOHP4に示した。プロキオンの場合であるが、これを見ると有効温度  $T=6700\text{K}$  あたりがよく合うことが分る。

色の観測よりも多くの情報をもたらしてくれるのが分光測光法で、これはグレーティング等で分光された光を光電管あるいは光ダイオードやCCDで受け、狭い波長域内の光量を測定する方法である。

同じOHP4の Davis & Webb(1974) の観測例を見れば分かるように、13色よりも格段に情報量が増えていて、吸収線（地球大気起源も含めて）の影響を見てとることができる。さらに狭い波長域内を測光した例としてOHP5に Burnashev(1985) と Kiehling(1987) の観測結果を挙げておく。これらを見れば分かるように、同じ恒星に対する観測であるにも拘わらず微妙なところで相違が見られる。これらの測定はプロキオンの有効温度を決定する上で大事な資料となっている(加藤 1996)。

#### 2) 金属量決定の応用

分光測光の他の応用として金属量決定を挙げることができる。

OHP6は Nissen & Gustafsson(1978) の考案した手法であるが、吸収線のあまり出ていない領域と反対に多くの線が集中しているような波長を選び、 $5\text{ \AA}$ ばかりの狭い波長域内を測光することで吸収線の影響を調べ、金属量を得る手がかりにしようというものである。多少の不正確さは承知の上で、面倒な吸収線解析をせずに簡便に元素量を得ようという試みである。

#### 3) 両方への応用

次に有効温度と金属量の両方の決定に応用された例を見よう。OHP7はA型特異星のHR7575の分光測光観測をモデル放射と比較したものだが、上の太陽の金属量を仮定したモデル放射ではどうもうまく当てはまるモデルがない。そこで、金属量を太陽の10倍にしたモデル放射と比べると（下の図）、上の図よりはマッチングが良さそうで、特に $1/\lambda=1.9$  ( $\lambda=5260\text{ \AA}$ ) あたりの凹みをうまく再現しているようである。なお、HR7575は磁場を帯びた特異星で、その吸収線は通常のA型星からは信じられないほど強く、太陽の10~1000倍程度を仮定しなければ説明できないことが分かっている(加藤 1993)。

### 4. 有効温度決定への貢献

モデル・パラメータの中で最も重要な有効温度をできるだけ簡便に求めることは、後の吸収線解析をスムーズに進めるためにも大切なことである。有効温度の決定法は直接法、半直接法、間接法の3種類に大別されている (Bohm-Vitense 1982)。

有効温度を  $T$ 、恒星の半径を  $r$ 、全放射量を  $L$  とすると

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4$$

と定義されている。ここで  $\sigma$  はステファン・ボルツマン定数である。(OHP8を参照のこと)

この定義に忠実にしたが、恒星からの全放射（すべての波長域にわたる放射量を積分する）を観測し、かつ、月のオクカルテーションや干渉法などを利用して視半径を知り、有効温度を求める方法

が直接法で、視半径をモデル大気を利用して間接的に求めて有効温度を決めるのが半直接法である、

しかし、この直接法および半直接法には全放射量を求めなければならない、という非常に難しい問題がある。このためには人工衛星等を利用して、紫外線から赤外線までの広い範囲をカバーしなければならないし、地上からの可視域観測も動員される、これはなかなか大変で、そう多くの恒星に適用することはできないし、最終結果が正確であることも保証されていない。そこで、より簡便な方法としてある限られた波長域の放射分布とモデル放射を比較して有効温度を決定する方法がしばしば採用されている。これが間接法である。上の3章に示したのは間接法の例である。ここに可視域の分光測光観測が登場するわけである。

## 5. 観測のすすめ

分光測光観測は色の観測と同様、あるいはそれ以上の困難さがあると思われる。天気の安定しない日本では測光観測は大変むずかしく、それはそのまま分光測光観測にも当てはまる。しかし、CCDが普及している現在、中小型望遠鏡の応用分野として分光測光観測は挑戦してみる価値のある分野ではないか、と思われる。公共天文台の活躍分野として考えられても良いのではなかろうか？

## 参照文献

- 加藤賢一 1993, 大阪市立科学館研究報告 3, 1  
加藤賢一 1996, 大阪市立科学館研究報告 6, 43  
Böhm-Vitense E. 1982, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 19, 295  
Burnashev V. I. 1985, Abatumani Astrofiz. Obs. Bull. 59, 83  
Corbally C. J. 1993, in The MK pRocess at 50 Years, ASP Conference Series Vol. 60  
Davis J., Webb R.J. 1974, MNRAS 168, 163  
Johnson H. L., Mitchell R. I. 1975, Revista Mexicana Astron. Astrophys. 1, 299  
Kiehling R. 1987, A&AS 69, 465  
Kurucz R.L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2km/s Grid (Kurucz CD-ROM No.13)

小型分光器による恒星の基本量決定

加藤賢 - (大阪市立科学館)

1. 低中分散分光器

- ~ 300 Å/mm      CCD 1447      4500 Å カバー
- ~ 70 Å/mm      "      "      1000 Å "

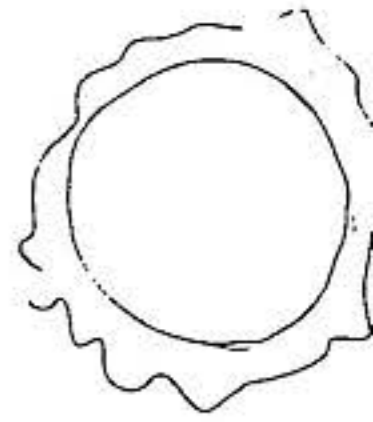
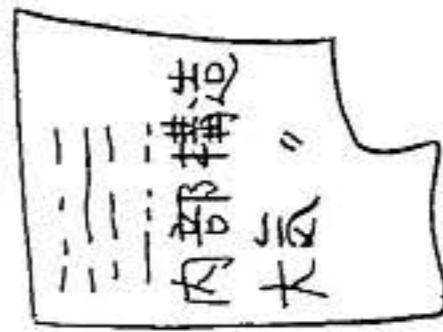
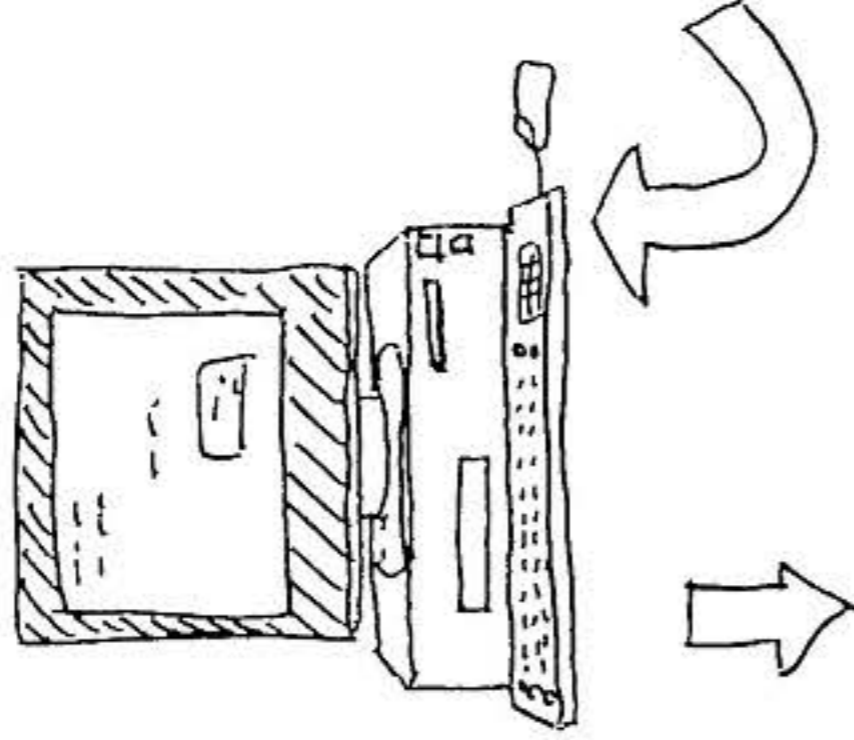
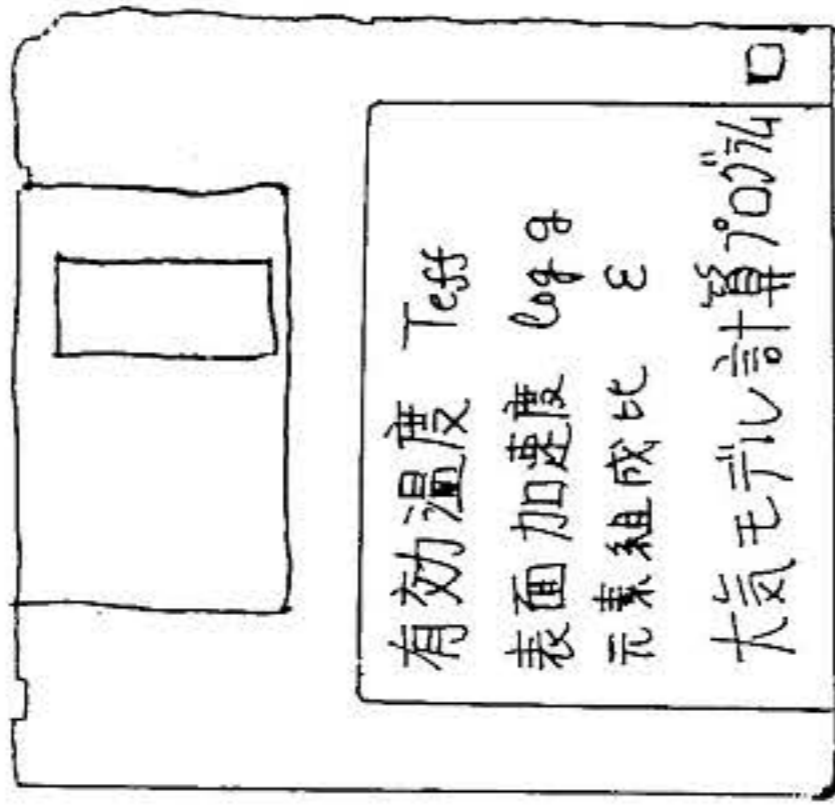
- ↓
- 恒星分類 (EX. 各種恒星の特性, 変動天体)  
cf. HR7575 のスペクトル, MK分類

- 分光測光  
最重要  $\log g$  -  $T_{\text{eff}}$  の決定

(OHP1)

(OHP2)

2. 恒星の基本量



モデル化

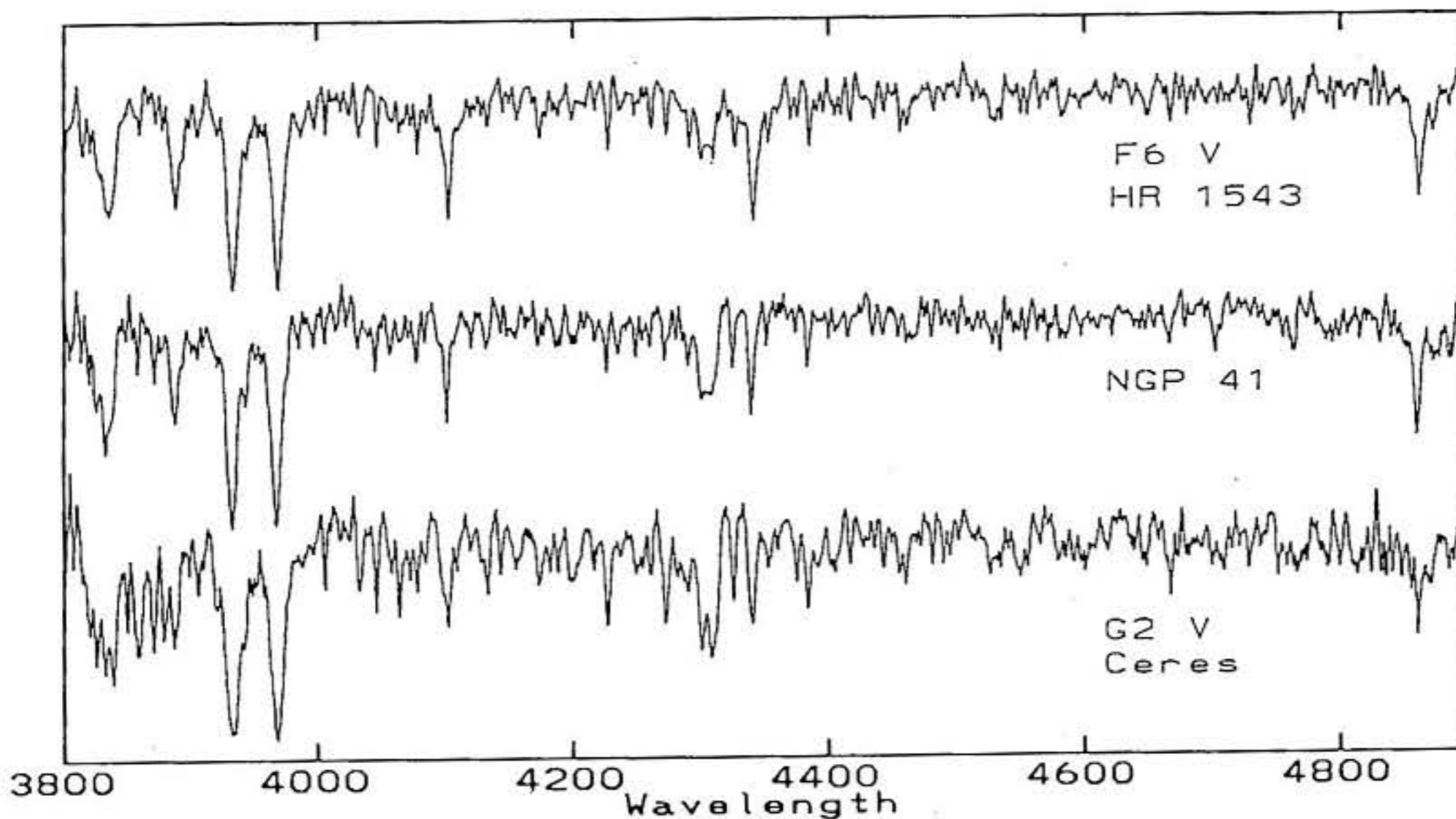
物理過程が入っている

$$\mu \frac{dI_{\nu}}{d\tau_{\nu}} = I_{\nu} - S_{\nu}$$

$$\frac{dP}{dt} = \epsilon g$$

宇宙の化学進化

(OHP3)



C. J. Corbally (1993) ASP Conf. Series Vol. 60, "The MK Process at 50 Years"

Figure 1. Within the MK System of standards, the weak-lined spectrum of NGP 41 matches a G2 V hydrogen-line strength and mainly an F6 V metal-line strength, though its G band is of a G0 V strength. A classification is possible, if awkward.

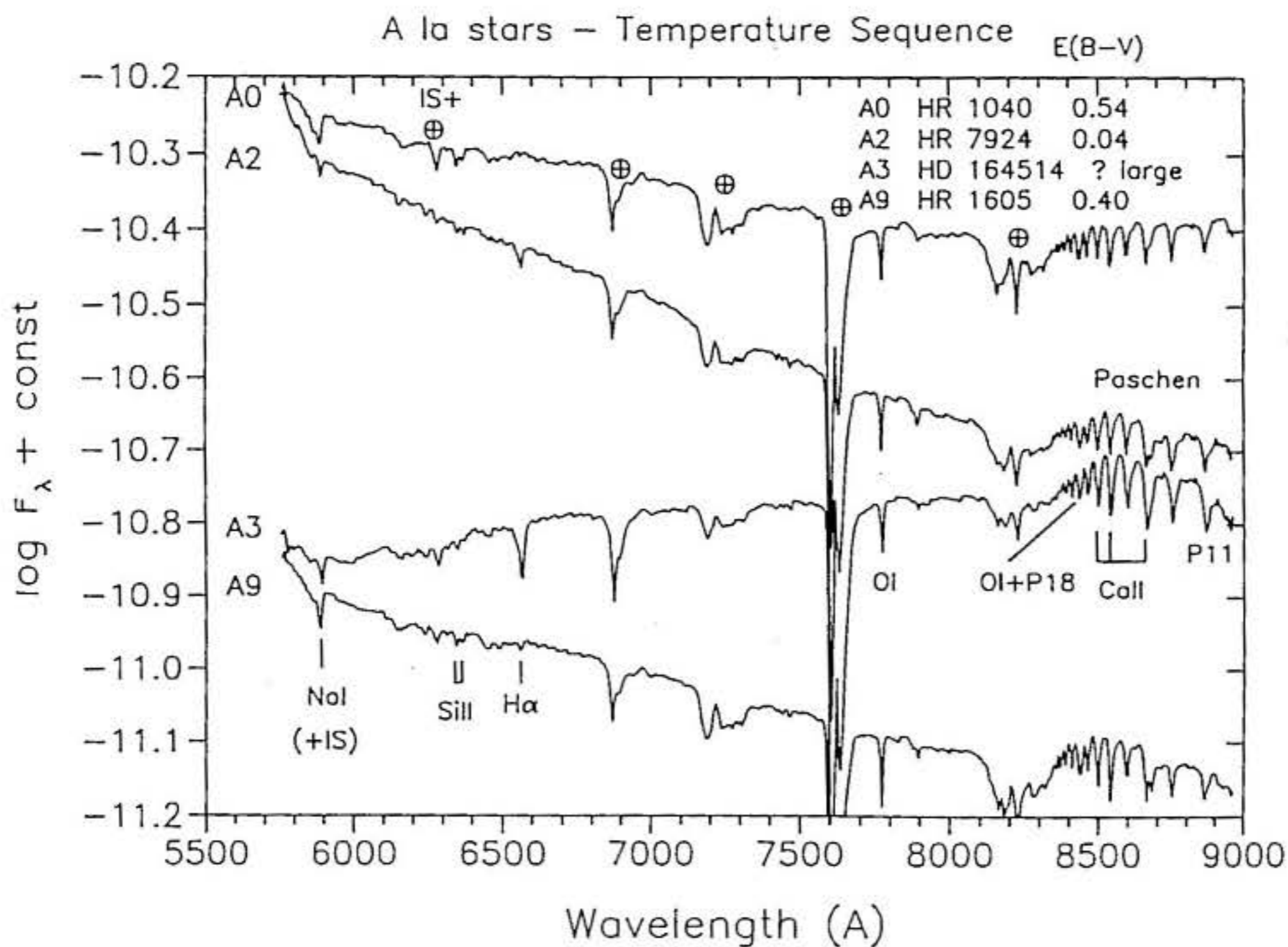
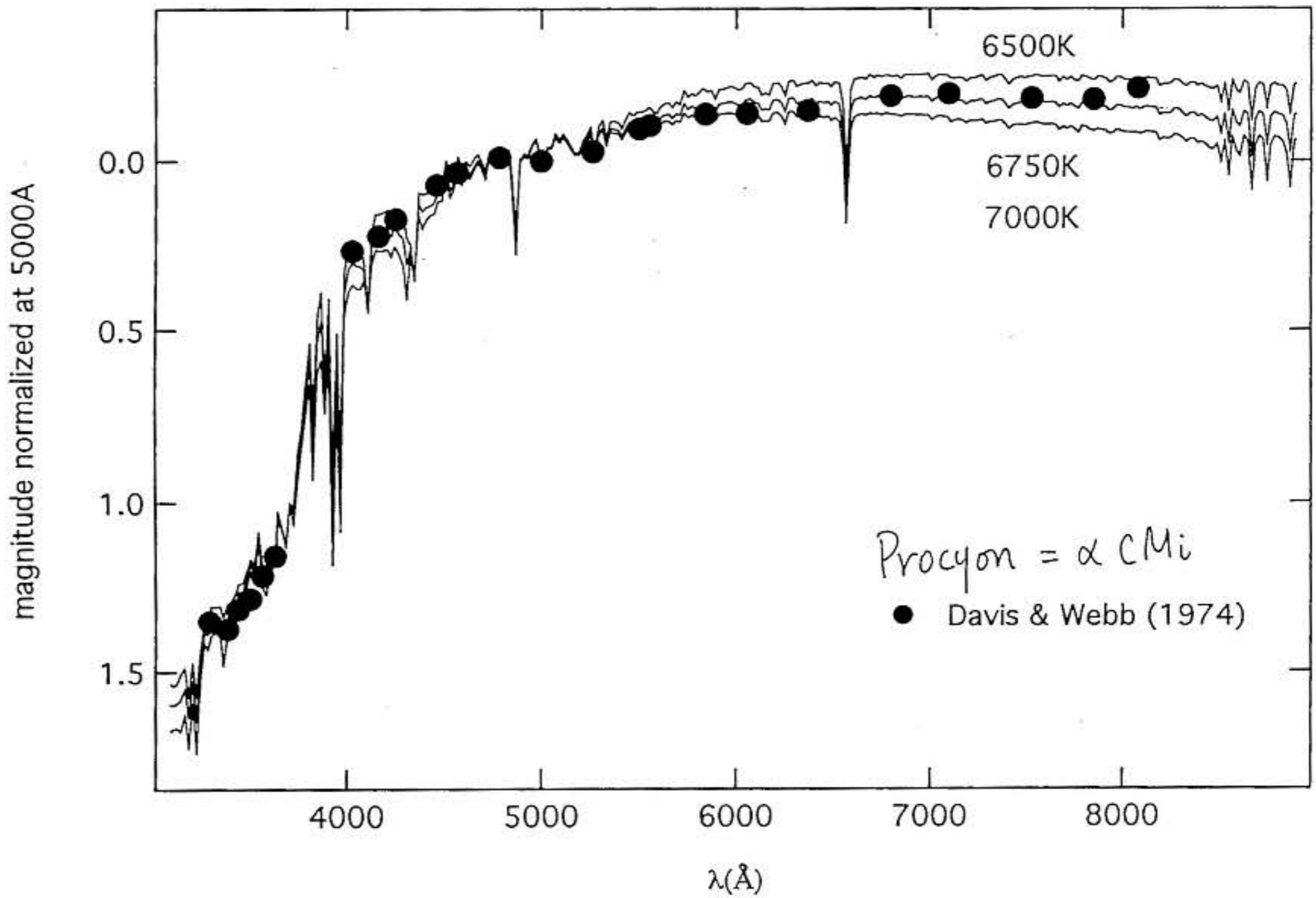
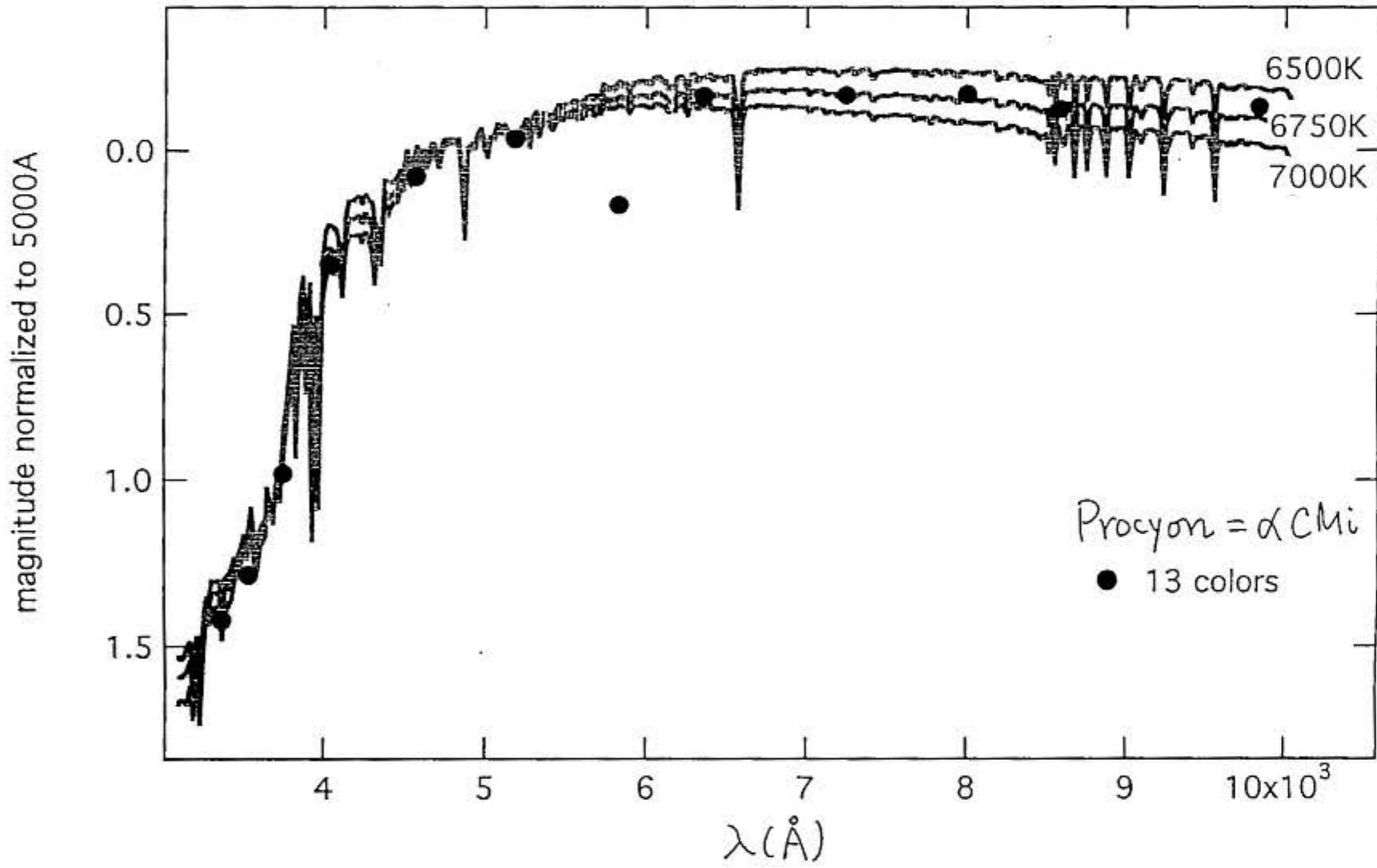


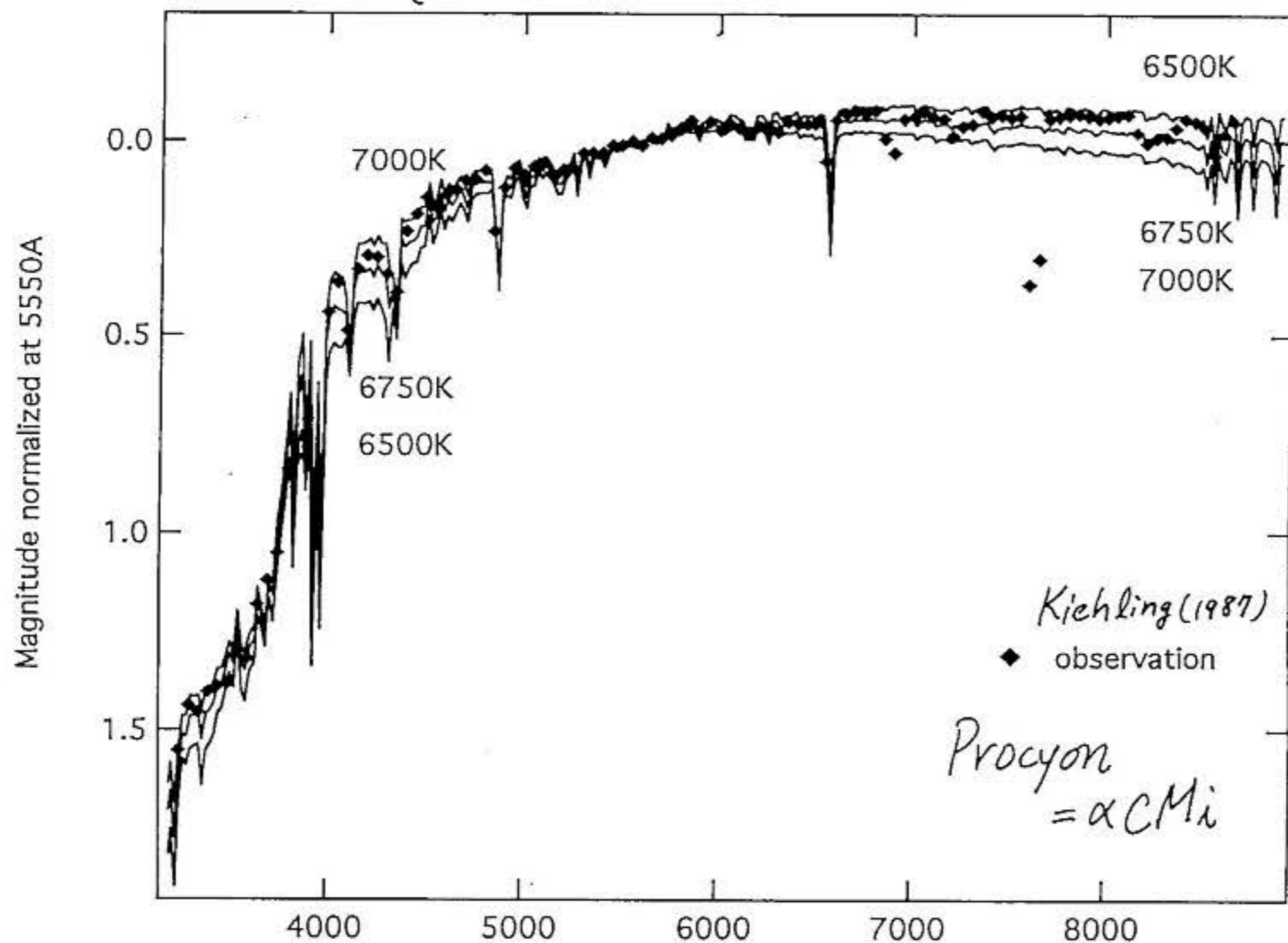
Figure 5. Temperature sequence for A supergiants. Notice the strong Paschen jump. Changes in the continuum slopes are due to interstellar reddening.

A. V. Torres - Dodgen (1993)

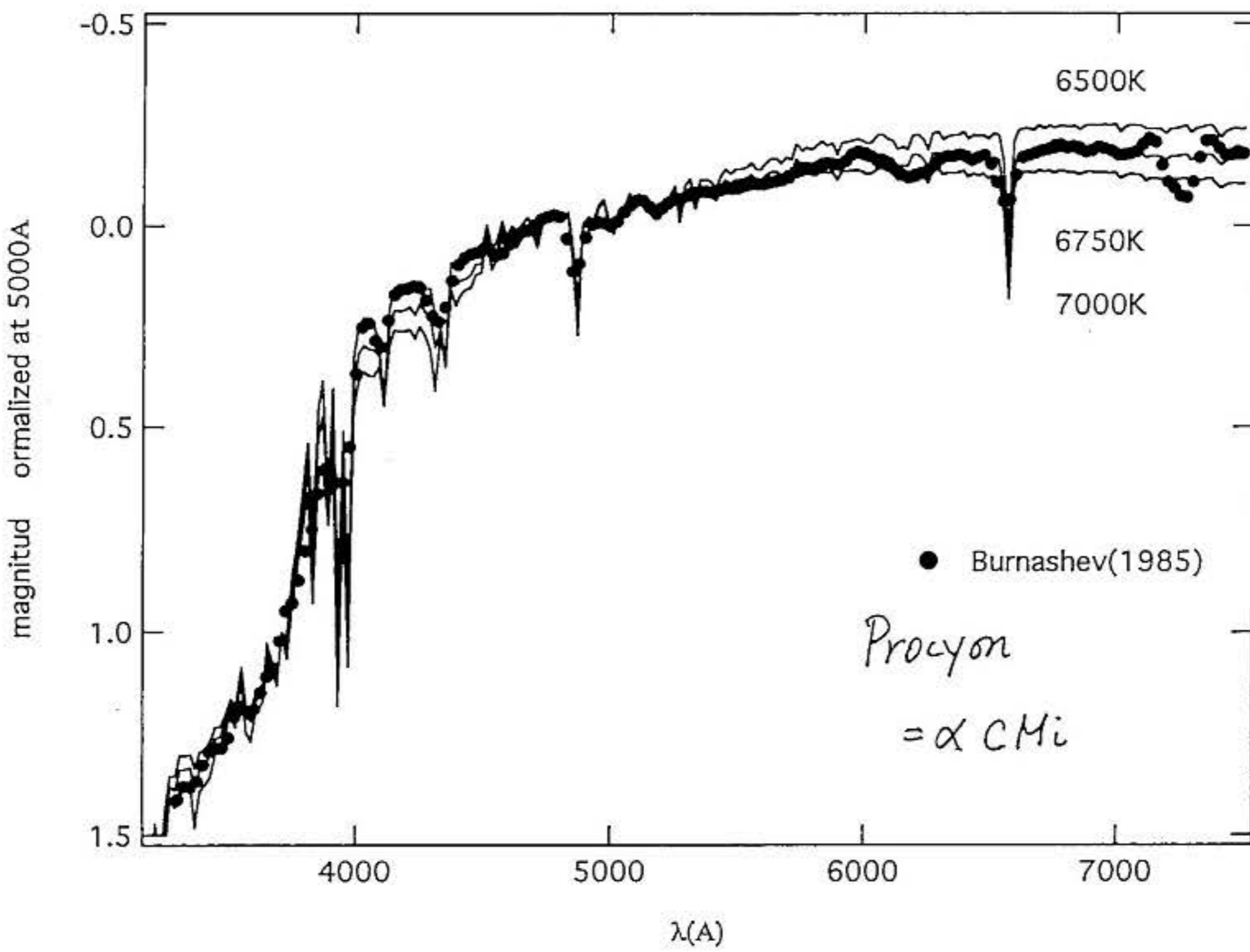
(OHP4)



(OHP5)



Burnashev catalogue. Part II. Referred to Hayes and Latham(1975)



Nissen & Gustafsson (1978), "Astronomical Papers dedicated to Bengt Strömberg", p. 43

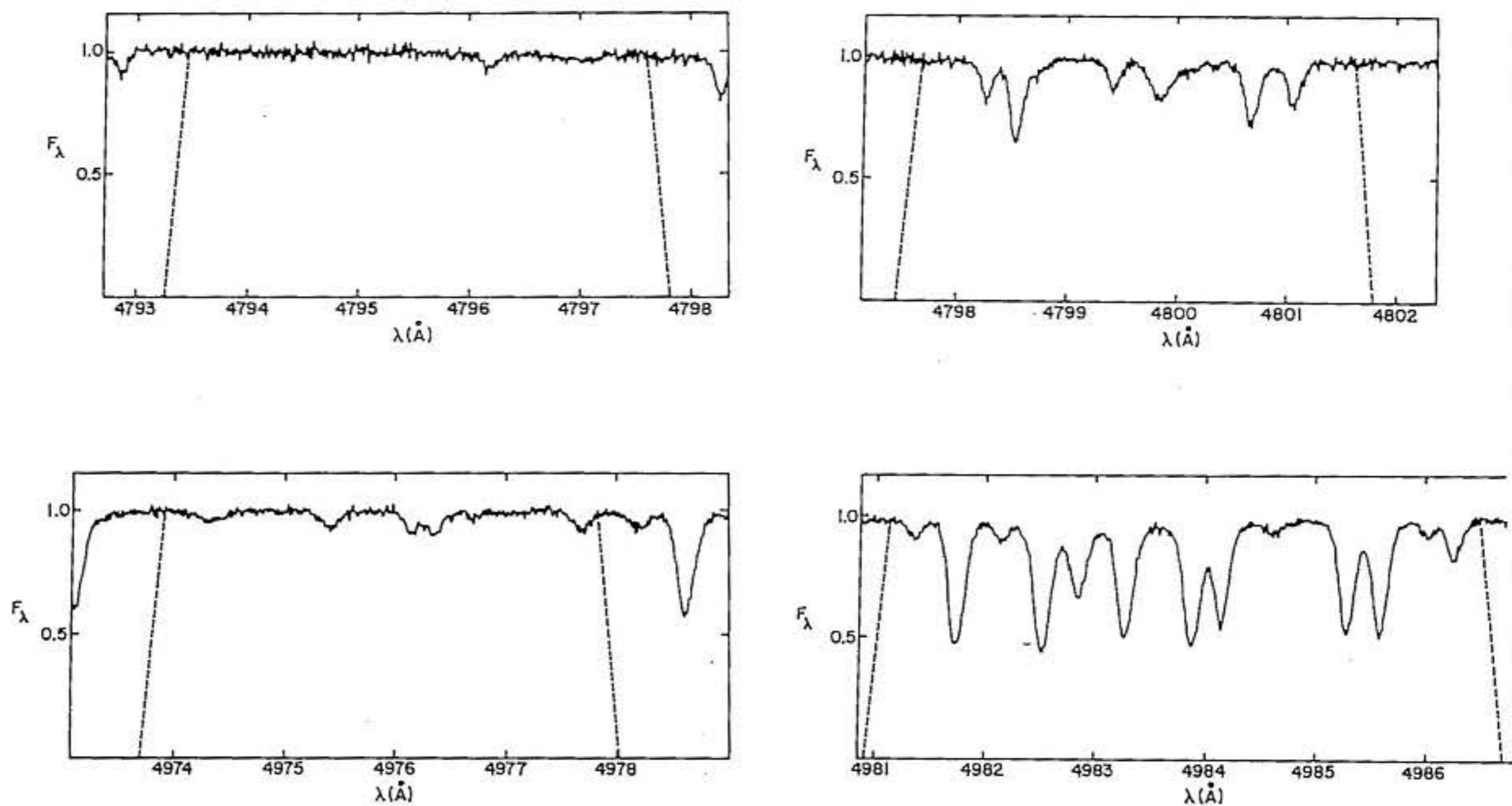


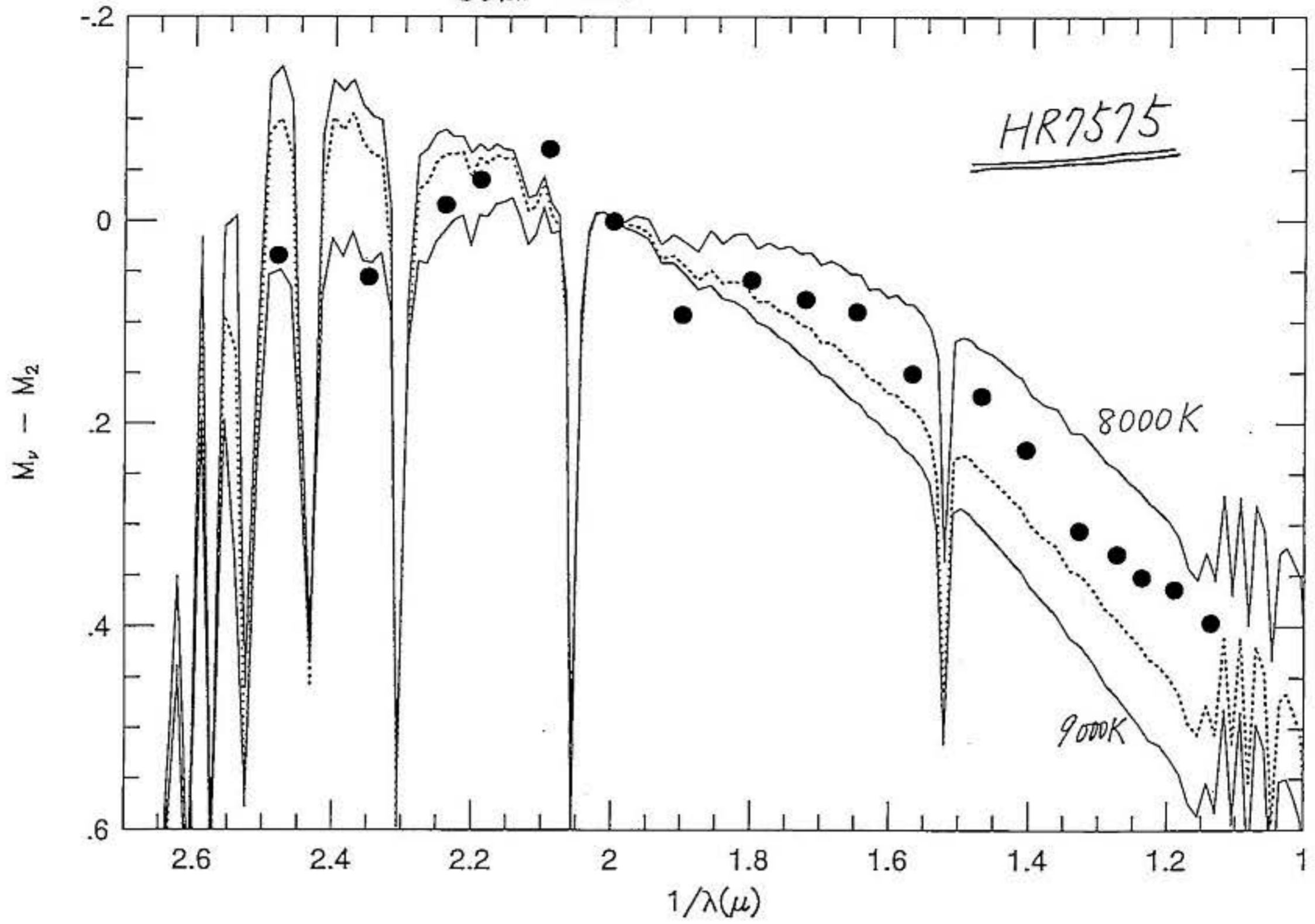
Figure 1. Tracings of the spectrum of Procyon for the reference bands and the line-group bands of the A(4800) and the A(4980) indices.

(OHP6)

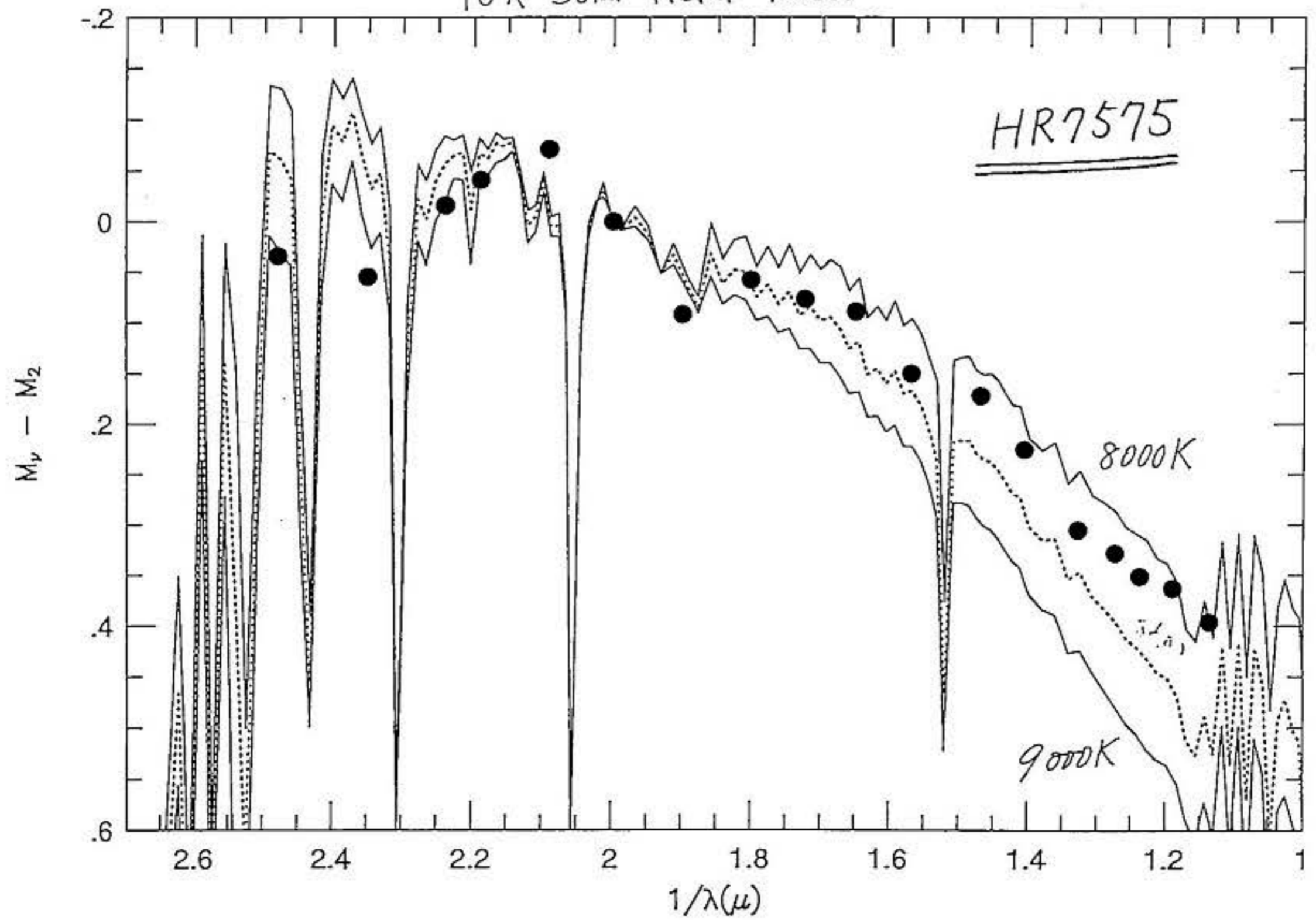


(OHP7)

Solar Metal Model



10 X Solar Metal Model



### 3. 有効温度 $T_{\text{eff}}$

黒体放射と見た時の温度 - 全光度

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

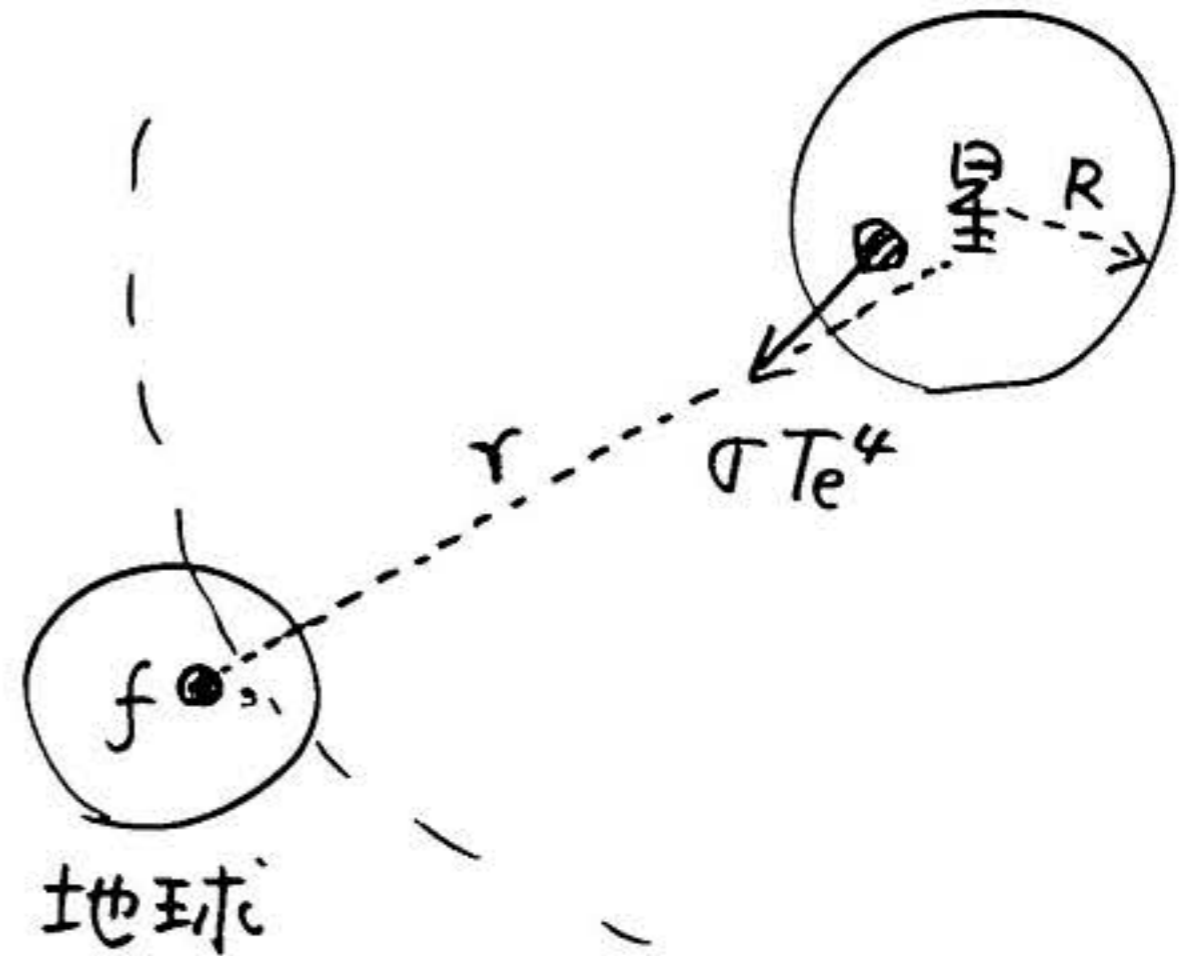
$$= 4\pi r^2 f$$

視直径を  $\theta$  とすると

$$\theta = \frac{2R}{r}$$

書き換えると

$$f = \frac{\sigma}{4} \theta^2 \cdot T_e^4$$



### 求め方

{ direct 法  
 semi-direct  
 indirect

⇒ 分光測光観測

△△  
 ~~~~~  
 ムズカシイ.

⇓  
 Color- $T_{\text{eff}}$  関係