

**Título del Proyecto: Análisis de curvas de luz y parámetros físicos de estrellas RR
Lyrae.**

Escuela de Procedencia: Tomás Alva Edison

Autores: Maria Regina Apodaca Moreno
Carlos Miguel García Rosas

Asesores: Dr. Armando Arellano Ferro
Fís. Guillermo Alberto Govea Anaya

Clave del proyecto: CIN2012A20059

Área de conocimiento: Ciencias Fisicomatemáticas y de las Ingenierías

Disciplina Principal: Física

Modalidad: Documental

Lugar y Fecha: México, D.F., 12 de Febrero de 2012



TABLA DE CONTENIDO

| | |
|--|----|
| Resumen..... | 3 |
| Abstract..... | 4 |
| 1. Introducción..... | 5 |
| 1.1 Hipótesis del Trabajo..... | 6 |
| 1.2 Objetivos Generales y Específicos..... | 6 |
| 2. Metodología de la Investigación..... | 7 |
| 3. Descomposición de Fourier de las curvas de luz..... | 9 |
| 4. Determinación de parámetros físicos: Calibraciones empíricas..... | 9 |
| 4.1 Abundancia de hierro [Fe/H]..... | 10 |
| 4.2 La Magnitud absoluta M_v | 11 |
| 4.3 Distancias..... | 11 |
| 4.4 La temperatura efectiva T_{eff} | 12 |
| 4.5 Masas..... | 13 |
| 4.6 Radios..... | 13 |
| 4.7 Parametros de ΔS para [Fe/H]..... | 13 |
| 5. Resultados..... | 15 |
| 6. Discusión y Conclusiones..... | 18 |
| 7. Referencias..... | 19 |



RESUMEN

Se le conoce como estrellas RR Lyrae a aquellas estrellas variables cuyas propiedades de pulsación (periodo, amplitud) corresponden a los de la estrella prototipo RR de la constelación Lira ó RR Lyrae. Estas, existen tanto en cúmulos globulares como en el campo general en nuestra Galaxia. Por medio de las pulsaciones de las estrellas, se puede inferir su estructura interior y sus manifestaciones en la superficie, ya que las consecuencias inmediatas que pueden observarse son el cambio de brillo de la estrella y la velocidad de variación de la superficie. Lo que esto nos permite es que, a través del método de descomposición de Fourier de las curvas de luz de cada estrella, se puedan calcular algunos de los parámetros físicos de ésta como son la composición química (o metalicidad), temperatura superficial, luminosidad o brillo intrínseco masa y radio. Una vez calculada su magnitud absoluta media se puede estimar su distancia. En este proyecto de investigación, utilizamos datos fotométricos publicados para un conjunto de estrellas RR Lyrae de campo, reconstruimos sus curvas de luz en el filtro V del sistema de Johnson y aplicamos la descomposición de Fourier de estas curvas de luz. A través de calibraciones semi-empíricas disponibles en la literatura calculamos los parámetros físicos anteriores para cada estrella. Una comparación de los valores de la metalicidad o abundancia de hierro $[Fe/H]$ calculada por nosotros con la de un método y observaciones independientes fue satisfactoria.

Palabras clave: *estrellas RR Lyrae, método de descomposición de Fourier, parámetros físicos y abundancia de hierro $[Fe/H]$.*

ABSTRACT

RR Lyrae stars form a family of pulsating stars that share properties (period and amplitude, luminosity and age) with their prototype the variable RR in the constellation of the Lyra. These stars can be found both in globular clusters and in the general field in our Galaxy. Studying the pulsation of the star one can infer its internal structure and physical processes that define the properties in the stellar surface, such as temperature, metallicity, luminosity and hence, the distance. Thus, observing light variations of the star, decomposing the light curve in multiple harmonics and making use of empirical calibrations available in the literature, we have calculated these physical



quantities, all of them of astrophysical relevance. For the above purpose we gathered from the literature data for a group of field RR Lyrae stars and Fourier decomposed their light curves. We report here their physical parameters, interstellar reddening and distances. The comparison of our metallicity values, represented by the iron abundance $[Fe/H]$, with those calculated by an independent method is discussed and found satisfactory.

Key words: RR Lyrae stars, decomposing the light curve in multiple harmonics, physical parameters, and iron abundance $[Fe/H]$.

1. 0 INTRODUCCIÓN

Entender el origen y los procesos físicos de la formación de la Galaxia contribuye sustancialmente no sólo al conocimiento del Universo y a la ciencia básica, sino que anima la necesidad de observaciones de una precisión exquisita. Este hecho que ha promovido el desarrollo instrumental y tecnológico en el campo de la astronomía y que, como podríamos hacer un recuento histórico, ha tenido una derrama en la instrumentación y desarrollo de otras ciencias y también ha alentado el deseo de seguir estudiando el cielo, todo esto sin contar las ventajas, el placer y la satisfacción que obtiene nuestra especie al develar los secretos del mundo que nos dio origen.

Las estrellas RR Lyrae constituyen una familia de estrellas que tienen pulsaciones, es decir, que su superficie y por lo tanto su tamaño varía en escalas de tiempo cortas, de menos de un día. El tamaño de la estrella cambia como si ésta latiera como un corazón gigantesco. Han sido utilizadas desde principios del siglo XX, como indicadores de distancias cósmicas. Se les conoce como estrellas RR Lyrae a aquellas estrellas variables cuyas propiedades de pulsación (período, amplitud) corresponden a los de la estrella prototipo RR de la constelación de la Lira o RR Lyrae. Existen tanto en cúmulos globulares como en el campo general, en nuestra Galaxia y también en otras galaxias externas (Arellano Ferro 2012).

Los Cúmulos Globulares (CG) son sistemas estelares compuestos por cientos de miles de estrellas viejas que se encuentran ligadas gravitacionalmente y se ubican en una distribución más o menos esférica. Las propiedades físicas, químicas y dinámicas de los cúmulos globulares son una



consecuencia natural del momento en que éstos se formaron junto con muchos otros componentes de la Galaxia. Es por eso que estos objetos pueden narrarnos la historia de formación y evolución temprana de la Vía Láctea. Los CG son fósiles astronómicos que nos permitirán develar la naturaleza de los procesos de formación en nuestra Galaxia, y por extensión, en las demás galaxias espirales, como la nuestra. La presencia de estrellas tipo RR Lyrae en CG y los desarrollos teóricos de los últimos 15 años de la pulsación estelar, nos permiten emplear las pulsaciones de las estrellas RR Lyrae para estimar algunos parámetros físicos de relevancia estructural y evolutiva, como son la composición química, la temperatura superficial, la luminosidad intrínseca y por lo tanto la distancia, la masa y el radio medio. La metalicidad y la distancia promedio de una población de estrellas RR Lyrae en un CG, constituyen una estimación independiente de la metalicidad y la distancia del cúmulo mismo.

Existe un gran número de estrellas RR Lyrae de campo para las que sus curvas de luz no han sido analizadas nunca por medio de la descomposición de Fourier. En este trabajo nos proponemos analizar algunas de estas estrellas.

1.1 HIPÓTESIS DEL TRABAJO

Por medio de las pulsaciones podemos inferir la estructura del interior de la estrella y sus manifestaciones en la superficie. Dos consecuencias inmediatas de la pulsación estelar que pueden observarse son el cambio de brillo de la estrella, el cambio de temperatura superficial y la variación de la velocidad de la superficie. Fue Walraven (1953) quien propuso que la forma detallada de las variaciones de la luz que se emite desde la estrella, o Curva de Luz, es consecuencia de algunas propiedades físicas, como son específicamente la composición química (o metalicidad), la luminosidad, la temperatura, la masa y el radio de la estrella; por lo tanto, estudiando las curvas de luz podremos conocer estos parámetros físicos de relevancia astrofísica.



1.2 OBJETIVOS GENERALES Y ESPECÍFICOS

Este trabajo nos proporcionará los parámetros físicos de algunas estrellas en la etapa evolutiva correspondiente a la de RR Lyrae. La mayoría de las estrellas RR Lyrae conocidas se encuentran en los cúmulos globulares y debido a su gran distancia son poco brillantes; para esto es necesario medir el brillo de tantas estrellas como sea posible en el campo del cúmulo, este tipo de trabajo se hace actualmente por medio de detectores CCD acoplados a grandes telescopios. Sin embargo, las estrellas RR Lyrae de campo son más brillantes, porque son más cercanas, y más fáciles de observar, al menos en principio. En nuestro caso utilizaremos un conjunto de magnitudes en el filtro V del sistema de Johnson publicadas por el propio Harold Johnson en 1966 para varias estrellas RR Lyrae de campo.

La finalidad de este proyecto es utilizar observaciones publicadas de un grupo de estrellas RR Lyrae de campo, tomadas del artículo "Photoelectric UBV Observations of RR Lyrae Variable Stars" (Johnson, 1966), para determinar algunos parámetros físicos de importancia astrofísica, como la metalicidad, la luminosidad, temperatura superficial y la distancia. Al final, y como medida de la veracidad de nuestros resultados, compararemos las metalicidades obtenidas por nosotros con otras determinaciones obtenidas por métodos independientes.

2.0 METODOLOGÍA DE LA INVESTIGACIÓN

Como los datos que se necesitan para este trabajo (Johnson 1966) existen solamente de manera impresa, lo primero que se realizó fue la digitalización de los mismos con un escáner disponible en la biblioteca del Instituto de Astronomía en Universidad Nacional Autónoma de México. En esta publicación se encuentra un gran número de estrellas, cuarenta para ser exactos, tipo RR Lyrae de campo. En estas tablas de datos tenemos las magnitudes en los filtros UBV del sistema de Johnson y un registro temporal del momento de la observación en días julianos. Posteriormente lo que hay que hacer es averiguar el periodo de pulsación de la estrella. Este lo hemos recopilado del *General Catalogue of Variable Stars* (Kholopov, 1985). También recopilamos de esta fuente el tiempo de máximo brillo de cada estrella. Este tiempo se utilizará, como se explicará más adelante, para alinear correctamente la curva de luz en el diagrama de fases. Ya una vez recolectados los



datos, se producen las curvas de luz en el diagrama de fases. El tiempo de observación se debe convertir a la fase (ϕ) correspondiente en el ciclo de pulsación, lo que se hace fácilmente mediante la ecuación:

$$\phi = \text{parte fraccionaria} [(t_i - E) / P] \quad (1)$$

donde ϕ es la fase dentro del ciclo, t_i es el tiempo de la observación i , E es la época o tiempo de máximo brillo y P es el periodo expresado en días.

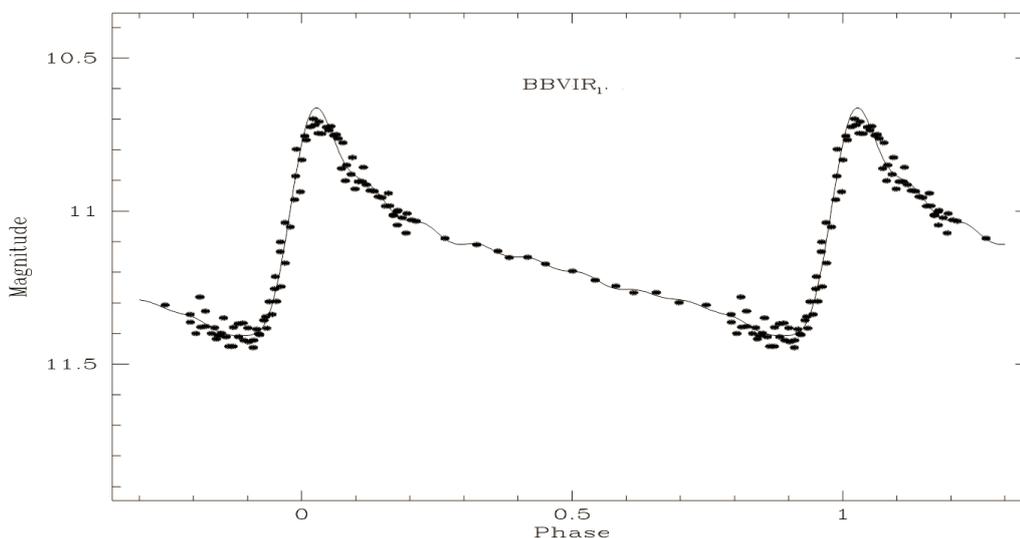


Fig. 1 Las curvas de luz V de las estrellas BB Vir . Los puntos son las observaciones mientras que la curva continua corresponde a la representación matemática dada por la ecuación 1 y cuyos parámetros de Fourier están dados en las Tablas 2 y 3."

La Fig. 1 es un ejemplo de una curva de luz y su ajuste con la suma de varios armónicos. El ajuste puede estar matemáticamente representado por una ecuación de la forma:

$$m(t) = A_0 + \sum_{k=1}^N A_k \cos \left[\frac{2\pi}{P} k(t - E) + \phi_k \right] \quad (2),$$

donde $m(t)$ es la magnitud al tiempo t , P es el periodo y E es la época o tiempo de máximo brillo. Dada una curva de luz observada, como la de la Fig. 1, se pueden calcular las amplitudes A_i y



corrimientos Φ_i de cada armónico por medio de una rutina de minimización lineal. También más adelante se explicarán a detalle, cada una de las variables que intervienen en la ecuación. Esta ecuación nos ayuda para calcular los parámetros físicos de Fourier que son: la abundancia de Hierro, Magnitud Absoluta de la estrella, la temperatura efectiva, luminosidad, distancia, radio y masa. Para que la curva quede totalmente ajustada, se deben tener algunas consideraciones; en primera instancia que el punto máximo de la curva este ubicado en cero, ya que esto nos indica que la época que encontramos en la literatura, de lo contrario se deben recalculer tomando en cuenta el punto máximo de la curva que se encuentra fuera de fase. Como segundo punto, revisar que la curva no tenga ruido, es decir, que no se encuentre demasiados puntos en un mismo lugar, o encontrar puntos fuera de la curva los cuales nos dicen que la noche que se tuvo dicha observación fue mala. Asimismo, una vez eliminados estos puntos, llenar con puntos para poder ajustar mejor la curva de luz y así quede con mejor calidad.

3.0 DESCOMPOSICIÓN DE FOURIER DE LAS CURVAS DE LUZ

Ahora es necesario representar matemáticamente la curva de luz, cosa que se hace mediante una suma de cosenos de diferentes amplitudes A_i y corrimientos Φ_k según la ecuación (2).

Cada término de la sumatoria es un armónico. El número de armónicos necesarios para una buena representación depende del grado de asimetría de la curva de luz y del número de puntos disponibles. Típicamente se han empleado entre 4 y 8 armónicos para diferentes estrellas según se indica en la Tabla 1:

Tabla 1 de Parámetros de Fourier de estrellas RRab

| Estrella | A1 | A2 | A3 | A4 | A5 | A6 | ϕ_{21} | ϕ_{31} | ϕ_{41} | ϕ_{51} | ϕ_{61} | Dm | No. A |
|----------|-------|-------|-------|-------|--------|--------|-------------|-------------|-------------|-------------|-------------|------|-------|
| WCVN | 0.291 | 0.151 | 0.091 | 0.050 | 0.0465 | 0.0217 | 4.134 | 8.497 | 6.496 | 10.851 | 9.1682 | 5.2 | 6 |
| TVLEO | 0.378 | 0.244 | 0.080 | 0.105 | 0.0000 | 0.0000 | 4.277 | 8.439 | 6.467 | 00.000 | 0.0000 | 11.3 | 4 |
| RRLYR | 0.273 | 0.122 | 0.120 | 0.079 | 0.0000 | 0.0000 | 3.884 | 8.250 | 5.936 | 00.000 | 0.0000 | 1.9 | 4 |
| BBVIR | 0.198 | 0.127 | 0.092 | 0.061 | 0.0426 | 0.0310 | 4.359 | 8.633 | 6.729 | 11.000 | 9.0116 | 4.8 | 6 |
| RRGEM | 0.407 | 0.212 | 0.159 | 0.089 | 0.0384 | 0.0374 | 4.491 | 8.497 | 6.557 | 11.761 | 10.0616 | 7.4 | 6 |
| TUPER | 0.357 | 0.167 | 0.089 | 0.050 | 0.0420 | 0.0174 | 4.227 | 8.645 | 6.674 | 11.153 | 9.6758 | 4.7 | 6 |



| | | | | | | | | | | | | | |
|-------|-------|-------|-------|-------|--------|--------|-------|-------|-------|--------|--------|-----|---|
| SVHYA | 0.426 | 0.159 | 0.108 | 0.061 | 0.0297 | 0.0010 | 3.968 | 8.034 | 5.903 | 09.896 | 7.3816 | 2.9 | 6 |
| RUSCL | 0.406 | 0.194 | 0.140 | 0.126 | 0.0900 | 0.0565 | 3.979 | 8.240 | 6.130 | 10.432 | 8.3508 | 3.9 | 6 |

De las amplitudes y corrimientos de fase de los armónicos en la ecuación (2), los parámetros de Fourier, definidos como $R_{ij} = A_i/A_j$, fueron calculados. La magnitud media A_0 , y los parámetros de Fourier de la curva de luz de cada estrella están enlistadas en las Tablas 1 y 2.

4. 0 DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS: CALIBRACIONES EMPÍRICAS

La descomposición de Fourier de las curvas de luz de estrellas tipo RR Lyrae en sus múltiples armónicos, ha probado de ser muy útil en el proceso de estimación de los parámetros físicos, como la metalicidad, luminosidad y temperatura, a través del uso de relaciones semi-empíricas (e.g. Jurcsik & Kovács 1996; Morgan, Wahl & Weickhorst 2007), como describiremos en las siguientes secciones.

4.1 ABUNDANCIA DE HIERRO [Fe/H]

La abundancia de hierro [Fe/H] para estrellas tipo RRab, que pulsan en el modo fundamental y periodos entre 0.4 y 0.8 días y curvas muy asimétricas, se puede estimar utilizando la calibración de Jurcsik & Kovács (1996):

$$[Fe/H]_j = -5.038 - 5.394P + 1.345\phi_{31}^{(S)} \quad (3)$$

Según Jurcsik & Kovács (1996), para poder aplicar la calibración anterior es necesario que la calidad de la curva de luz pase una prueba de congruencia con las curvas de las estrellas que se utilizaron para establecer la calibración de la ecuación anterior. Ellos proponen un método cuya descripción es compleja y sale de la perspectiva de este trabajo pero que se puede parametrizar a través de un índice D_m . Los autores recomiendan que el índice debe ser menor a 3.0, aunque algunos autores han relajado el criterio a que D_m sea menor que 5 para poder incluir casos con pocas observaciones, como en algunas de las estrellas de nuestra muestra.



La escala de metalicidades de esta calibración es diferente de la escala tradicional de Zinn & West (1984). Para transformar $[Fe/H]_j$ a $[Fe/H]_{zw}$ se puede aplicar la correlación $[Fe/H]_j = 1.431[Fe/H]_{zw} + 0.88$ (Jurcsik 1995).

Para las estrellas tipo RRc, que pulsan en el primer sobre tono, tienen periodos entre 0.3 y 0.4 y curvas de luz muy simétricas, la calibración correspondiente es la de Morgan et al. (2007):

$$[Fe/H]_{zw} = 52.466P^2 - 30.075P + 0.131\phi_{31}^{(C)2} - 0.982\phi_{31}^{(C)} - 4.198\phi_{31}^{(C)}P + 2.424 \quad (4)$$

Esta metalicidad está ya dada en la escala de Zinn & West (1984)

4.2 LA MAGNITUD ABSOLUTA M_V

La magnitud absoluta de las estrellas tipo RRab se puede calcular con la calibración de Kovács & Walker (2001):

$$M_V = -1.876 \log P - 1.158A_1 + 0.821A_3 + K \quad (5)$$

En esta ecuación hemos usado el valor $K=0.41$ para escalar la luminosidad de las estrellas tipo RRab con el módulo de distancia de 18.5 de la Nube Mayor de Magallanes (LMC de su acrónimo en inglés) (ver la discusión de Arellano Ferro et al. 2010, en la sección 4.2).

Para las estrellas tipo RRc nosotros empleamos la calibración de Kovács (1998):

$$M_V = 1.061 - 0.961P - 0.044\phi_{21}^{(S)} - 4.447A_4 \quad (6)$$

Para la ecuación (6) el punto cero fue reducido a 1.061 para hacer que la luminosidad de las estrellas RRc sea consecuente con el módulo de distancia que es 18.5 de LMC (ver los artículos de Cacciari et al. 2005 y Arellano Ferro et al. 2010).



En las calibraciones anteriores, las fases fueron calculadas por medio de series de senos o de cosenos, como lo indican los superíndices de las ecuaciones. Sin embargo, para aplicar la fórmula (2), se transformaron las fases de series de senos en las equivalentes para series de cosenos, que aparece en la ecuación 1.

4.3 DISTANCIAS

A partir de la magnitud absoluta es posible calcular la distancia a la estrella. El modulo de distancia que se define como la diferencia de magnitudes aparente (V) y absoluta (M_v) se expresa:

$$V - M_v = 5 \log d + 5 \quad (7)$$

donde d es la distancia dada en parsecs. Sin embargo, esto solo nos proporciona una distancia aparente puesto que, si entre la estrella y nosotros existe material circunestelar, concretamente polvo, entonces es necesario corregir el modulo de distancia anterior por la extinción interestelar $A_v = 3.1 / E(B-V)$, donde $E(B-V)$ es el exceso de color. Así, el módulo de distancia VERDADERO se expresa como

$$V - M_v - A_v = 5 \log d + 5 \quad (8)$$

por lo que para determinar la distancia verdadera es necesario conocer $E(B-V)$, que es el enrojecimiento por polvo interestelar en la dirección de la estrella. Estos valores los hemos obtenido para cada una de nuestras estrellas a partir de los mapas de polvo interestelar (Schlegel et al., 1998) Los valores de $E(B-V)$ están dados en las Tablas 2 y 3) así como las distancias correspondientes en parsecs.



4.4 LA TEMPERATURA EFECTIVA T_{eff}

La temperatura efectiva de las estrellas tipo RRab y RRc puede ser igualmente calculada por la técnica de descomposición de Fourier. Sin embargo, algunos problemas se han identificado con la calibración de las estrellas tipo RRc, los cuales serán mencionados a continuación.

Para las estrellas tipo RRab, utilizamos la calibración de Jurcsik (1998),

$$\log T_{\text{eff}} = 3.9291 - 0.1112 (V - K)_o - 0.1132 [Fe/H] \quad (9)$$

con

$$(V - K)_o = 1.585 + 1.257P - 0.273A_1 - 0.234\phi_{31}^{(s)} + 0.062\phi_{41}^{(s)} \quad (10)$$

La ecuación (9) tiene una desviación estándar de 0.0018 (Jurcsik 1998), pero la incertidumbre en $\log T_{\text{eff}}$ es proviene principalmente de la incertidumbre en el color de la ecuación (10). El error estimado de $\log T_{\text{eff}}$ es de 0.003 (Jurcsik 1998).

Para las estrellas RRc utilizamos la calibración de Simon & Clement (1993)

$$\log T_{\text{eff}} = 3.7746 - 0.1452 \log P + 0.0056\phi_{31}^{(s)} \quad (11)$$

Cacciari et al. (2005) dicen que la temperatura calculada de la ecuación anterior no coincide con la de la relación temperatura-color predicha por la escala de temperatura de Sekiguch & Fukugita (2000) ni con los modelos evolutivos de Castelli (1999). Lo anterior fue corroborado por Arellano Ferro et al. (2008) quienes concluyeron que las temperaturas basadas en la descomposición de Fourier para las estrellas tipo RRc necesitan ser reducidas por aproximadamente 300K.



4.5 MASAS

Las masas de ls estrellas tipo RRab con curvas de luz estable pueden ser estimadas por medio de las calibraciones de Jurcsik (1998):

$$\log M/M_{\odot} = 20.884 - 1.754 \log P + 1.477 \log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) - 6.272 T_{eff} + 0.0367 [Fe/H] \quad (12)$$

4.6 RADIOS

Dada la luminosidad estelar y la temperatura efectiva, el radio estelar puede ser estimado vía la siguiente expresión: $\log R/R_{\odot} = [\log(L/L_{\odot}) - 4\log(T_{eff}/T_{eff\odot})]/2$. Con los datos basados en la descomposición de Fourier de $\log(L/L_{\odot})$ (o M_v para las RRab) y $T_{eff}(Fou)$, uno puede derivar los radios $\log(R/R_{\odot})(Fou)$. Estos radios dependen completamente en las relaciones semi-empíricas y los modelos hidrodinámicos usados para calcular la luminosidad y la temperatura.

4.7 PARAMETROS DE ΔS PARA [FE/H]

Es interesante comparar los valores de la metalicidad o [Fe/H] calculados por la descomposición de Fourier con los obtenidos a partir de un índice de metalicidas ΔS para aproximaciones por el método vía para parametros de metalicidad definidos por Preston (1959). ΔS se define como la diferencia entre el tipo espectral segun lo indican las líneas de hidrógeno y los tipos a partir de la línea - K de Calcio, en unidades decimales de a la clase del espectro. Suntzeff, Kraft & Kinman (1994) dieron las siguientes relaciones empíricas: $[Fe/H] = -0.155 \Delta S - 0.425$ para estrellas tipo RRc y $[Fe/H] = -0.158 \Delta S - 0.408$ para estrellas tipo RRab.

Tabla 1 de Parámetros de Fourier de estrellas RRab

| Estrella | A1 | A2 | A3 | A4 | A5 | A6 | ϕ_{21} | ϕ_{31} | ϕ_{41} | ϕ_{51} | ϕ_{61} | Dm | No. A |
|----------|-------|-------|-------|-------|--------|--------|-------------|-------------|-------------|-------------|-------------|------|-------|
| WCVN | 0.291 | 0.151 | 0.091 | 0.050 | 0.0465 | 0.0217 | 4.134 | 8.497 | 6.496 | 10.851 | 9.1682 | 5.2 | 6 |
| TVLEO | 0.378 | 0.244 | 0.080 | 0.105 | 0.0000 | 0.0000 | 4.277 | 8.439 | 6.467 | 00.000 | 0.0000 | 11.3 | 4 |
| RRLYR | 0.273 | 0.122 | 0.120 | 0.079 | 0.0000 | 0.0000 | 3.884 | 8.250 | 5.936 | 00.000 | 0.0000 | 1.9 | 4 |



| | | | | | | | | | | | | | |
|-------|-------|-------|-------|-------|--------|--------|-------|-------|-------|--------|---------|-----|---|
| BBVIR | 0.198 | 0.127 | 0.092 | 0.061 | 0.0426 | 0.0310 | 4.359 | 8.633 | 6.729 | 11.000 | 9.0116 | 4.8 | 6 |
| RRGEM | 0.407 | 0.212 | 0.159 | 0.089 | 0.0384 | 0.0374 | 4.491 | 8.497 | 6.557 | 11.761 | 10.0616 | 7.4 | 6 |
| TUPER | 0.357 | 0.167 | 0.089 | 0.050 | 0.0420 | 0.0174 | 4.227 | 8.645 | 6.674 | 11.153 | 9.6758 | 4.7 | 6 |
| SVHYA | 0.426 | 0.159 | 0.108 | 0.061 | 0.0297 | 0.0010 | 3.968 | 8.034 | 5.903 | 09.896 | 7.3816 | 2.9 | 6 |
| RUSCL | 0.406 | 0.194 | 0.140 | 0.126 | 0.0900 | 0.0565 | 3.979 | 8.240 | 6.130 | 10.432 | 8.3508 | 3.9 | 6 |

Tabla 2 de Parámetros de Fourier de estrellasRRc

| Var | [Fe/H] | Mv | logTef | logL | TrueM | D(pc) | Mass | R/RoMar | R/Ro | E(B-V) |
|-----------|--------|-------|--------|-------|--------|--------|-------|---------|-------|--------|
| AA Aql | -2.055 | 0.124 | 3.855 | 1.851 | 11.405 | 1910.0 | 0.909 | 5.005 | 5.520 | 0.0834 |
| APSer | -1.099 | 0.340 | 3.868 | 1.764 | 10.629 | 1336.1 | 0.665 | 4.500 | 4.707 | 0.0421 |
| T Sex | -1.226 | 0.559 | 3.868 | 1.676 | 9.329 | 734.2 | 0.554 | 4.365 | 4.248 | 0.0509 |
| TV Boo | -2.008 | 0.602 | 3.858 | 1.659 | 10.380 | 1191.1 | 0.624 | 4.570 | 4.351 | 0.0093 |
| UCom | -1.599 | 0.516 | 3.867 | 1.693 | 11.169 | 1713.2 | 0.684 | 4.388 | 4.349 | 0.0156 |
| RUPsc | -1.688 | 0.503 | 3.858 | 1.699 | 9.557 | 815.5 | 0.504 | 5.250 | 4.556 | 0.0470 |
| DH Peg | -1.029 | 0.620 | 3.877 | 1.652 | 8.614 | 528.1 | 0.664 | 3.762 | 3.970 | 0.0951 |

Tabla 3 de Parámetros de Fourier de estrellasRRab

| Var | [Fe/H] | Mv | logTef | logL | M/Mo | TrueM | D(pc) | R/RoMar | R/Ro | E(B-V) |
|--------|--------|-------|--------|-------|-------|--------|--------|---------|-------|--------|
| WCvn | -1.182 | 0.632 | 3.814 | 1.647 | 0.635 | 9.927 | 967.0 | 4.946 | 5.272 | 0.0045 |
| TV Leo | -1.693 | 0.361 | 3.8010 | 1.756 | 0.752 | 11.603 | 2091.7 | 6.014 | 6.338 | 0.0456 |
| RRLyr | -1.471 | 0.655 | 3.810 | 1.638 | 0.619 | 6.802 | 229.3 | 5.024 | 5.302 | 0.1036 |
| BBVir | -0.750 | 0.879 | 3.822 | 1.548 | 0.546 | 10.187 | 1090.1 | 4.512 | 4.523 | 0.0270 |
| RR Gem | -0.106 | 0.821 | 3.843 | 1.572 | 0.590 | 10.355 | 1177.8 | 3.771 | 4.232 | 0.0681 |
| TU Per | -1.251 | 0.476 | 3.811 | 1.709 | 0.678 | 9.701 | 871.6 | 5.227 | 5.727 | 0.7927 |
| SVHya | -1.341 | 0.605 | 3.821 | 1.658 | 0.739 | 9.737 | 885.7 | 4.554 | 5.157 | 0.0866 |
| RUScl | -1.203 | 0.631 | 3.822 | 1.648 | 0.682 | 9.623 | 840.4 | 4.635 | 5.085 | 0.0207 |

Como se puede apreciar en la Tabla 1, están escritos los valores de cada uno de los armónicos que se obtuvieron para las estrellas RRab, donde se muestra el valor obtenido de los



armónicos juntos con los valores de ϕ . Estos parámetros calculados nos sirven de mucho ya que con estos armónicos se pueden obtener las gráficas de las curvas de luz.

Los resultados enlistados en las Tablas 2 y 3 son los parámetros físicos encontrados para las estrellas RRab y RRc, donde se asignan los valores como: la abundancia de Hierro, Magnitud Absoluta de la estrella, la temperatura efectiva, luminosidad, distancia, radio y masa. Estos parámetros físicos nos sirven para saber que tan lejos se encuentran estas estrellas de campo, su metalicidad y luminosidad o brillo intrínseco.

5.0 RESULTADOS

Curvas de luz para estrella tipo RRab

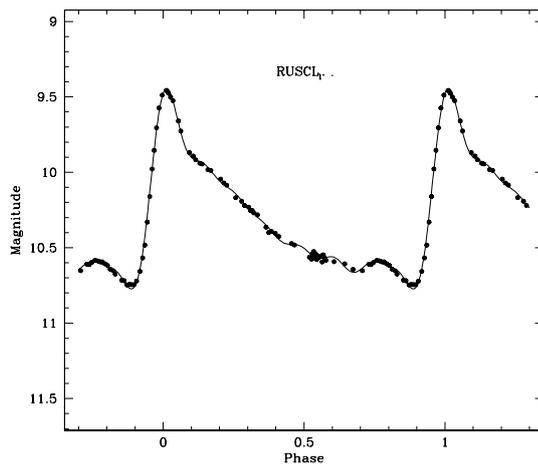


Fig. 2 Las curvas de luz V de las estrellas RU Scl. Los puntos son las observaciones mientras que la curva continua corresponde a la representación matemática dada por la ecuación 1 y cuyos parámetros de Fourier están dados en las Tabla 3.

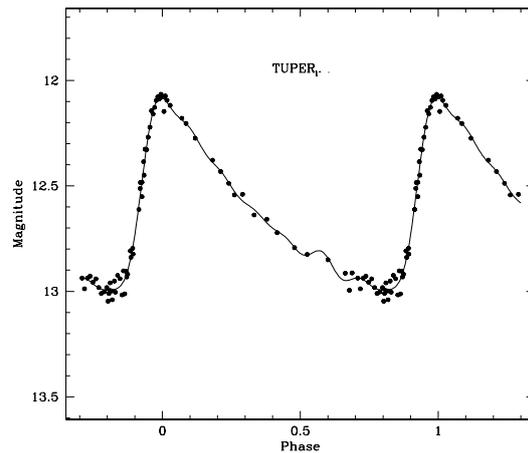


Fig. 3 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella TU Per.



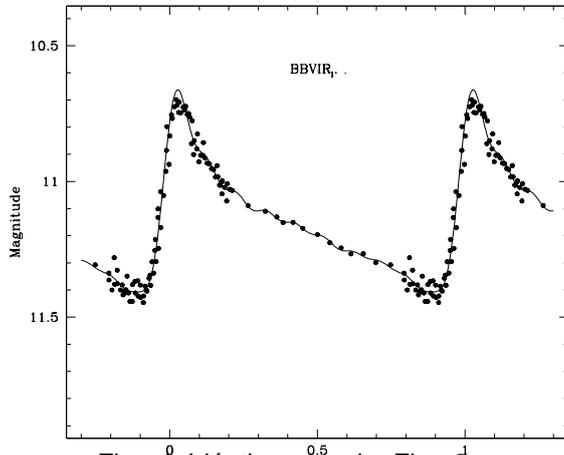


Fig. 4 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella BB Vir.

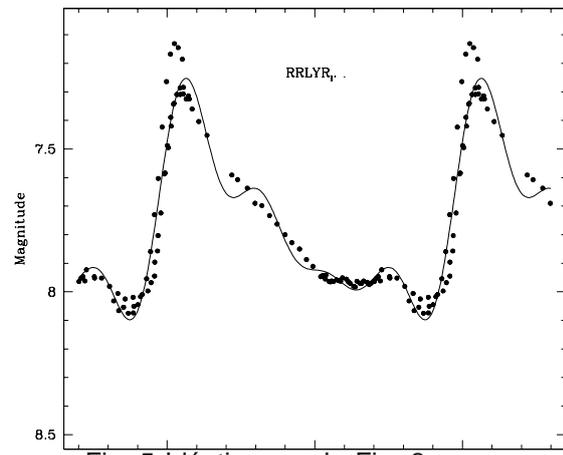


Fig. 5 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella RR Lyr

Fig. 3 Las curvas de luz V de las estrellas SV Hya. Los puntos son las observaciones mientras que la curva continua corresponde a la representación matemática dada por la ecuación 1 y cuyos parámetros de Fourier están dados en las Tabla 3.

Fig. 4 Las curvas de luz V de las estrellas TV Leo. Los puntos son las observaciones mientras que la curva continua corresponde a la representación matemática dada por la ecuación 1 y cuyos parámetros de Fourier están dados en las Tabla 3.

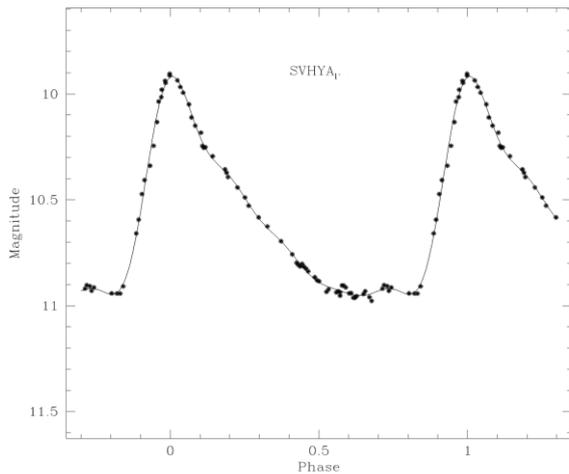


Fig. 7 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella TV Leo

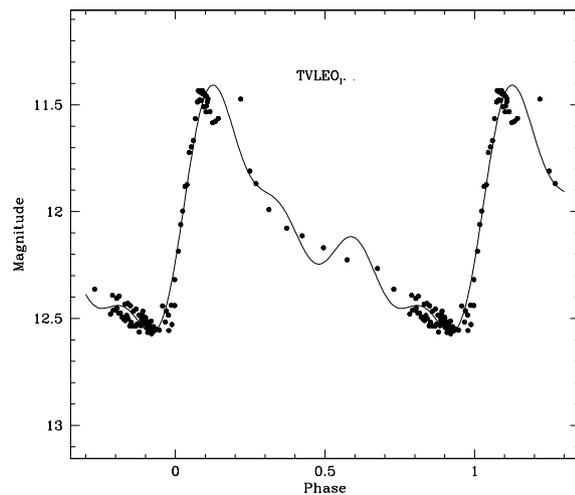


Fig. 6 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella SV Hay



Las curvas de luz anteriores muestran, las frases de las estrellas con la magnitud.

Curvas de luz para estrella tipo RRc

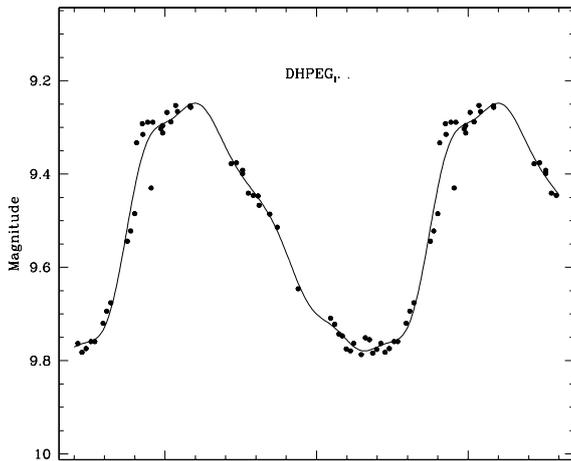


Fig. 8 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella DH Peg

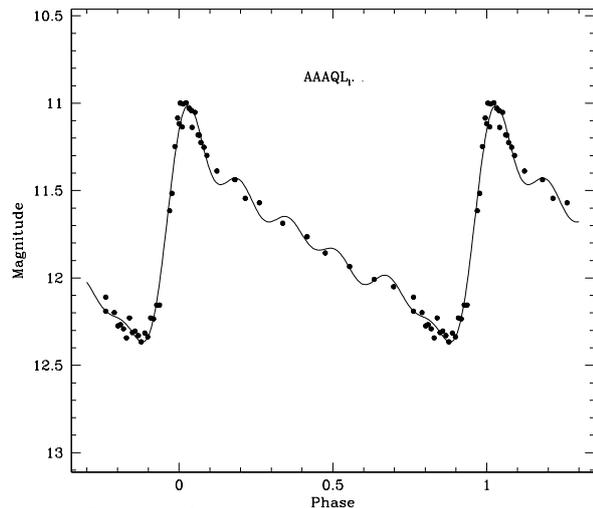


Fig. 9 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella AA Aql.

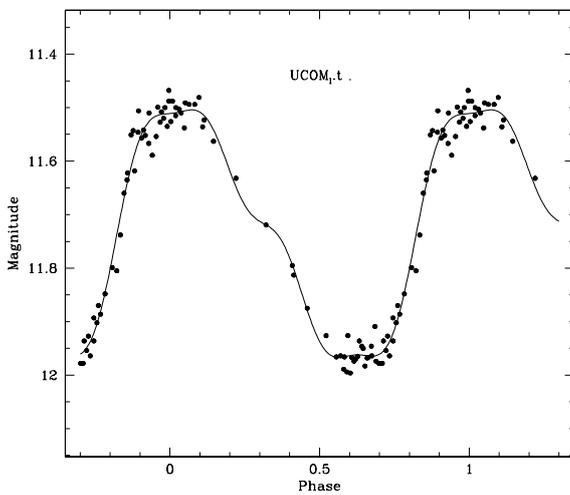


Fig. 10 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella U Com.

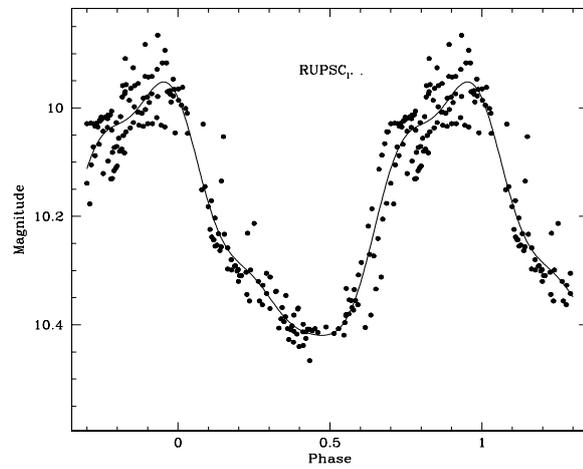


Fig. 11 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella Ru Psc.



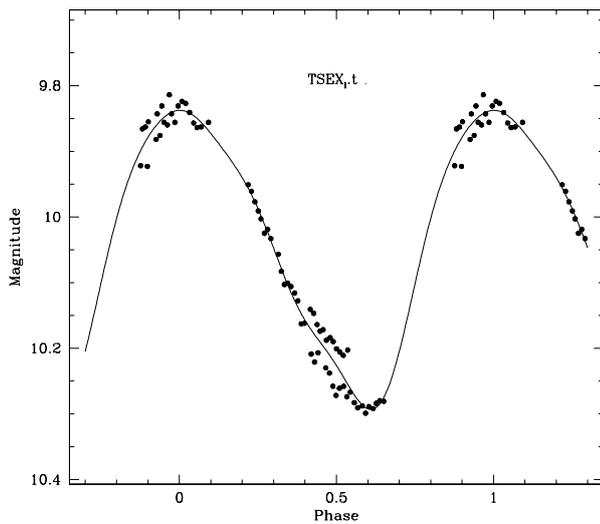


Fig. 12 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella T Sex.

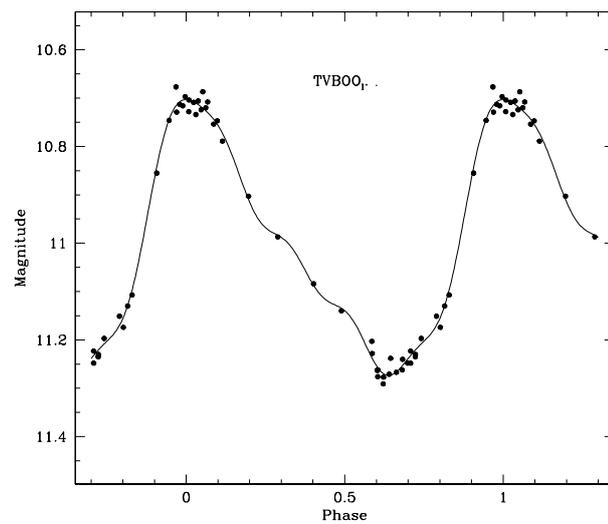


Fig. 13 Idéntico que la Fig. 2 pero para la estrella TV Boo.

6.0 DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

Algunos de los problemas que nos encontramos al momento de la obtención de los parámetros físicos fueron que existían muy pocos datos acerca de las estrellas que queríamos estudiar, también que alguna de ellas salían del patrón de estrellas RRab y RRc. Estas complicaciones también se vieron afectas en las curvas de luz, ya que algunas de las noches en que se hicieron las observaciones fueron malas, lo cual hacía que la curva se viera con mucho ruido. Por la circunstancia anterior nos vimos en la necesidad de arreglar la curva insertando algunos datos para reconstruir la curva.



Para poder asegurar que la abundancia de hierro que calculamos no carece de sentido físico, hicimos una comparación con los resultados obtenidos por un método independiente, este fue el del índice ΔS definido con anterioridad y con el cual obtenemos otra estimación de la abundancia de hierro. Este método alternativo nos ayuda a asegurar que los valores que calculamos fueron correctos. En la Tabla 4 se muestran los valores obtenidos por ambos métodos y una comparación gráfica se hace en la Fig. 14

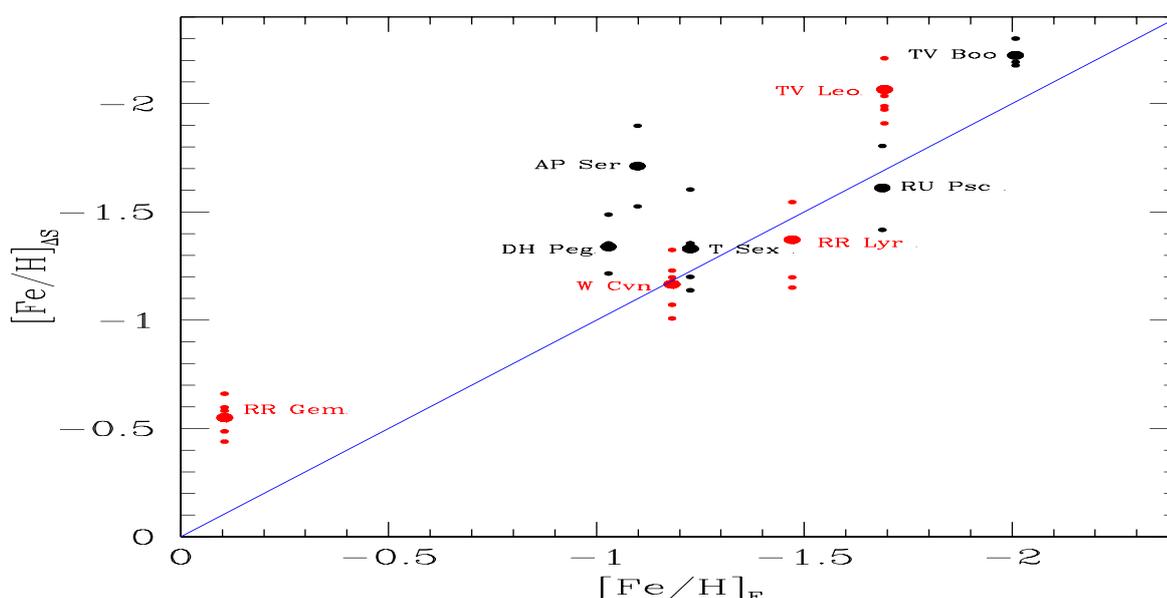


Fig. 14 Comparación entre el método de parámetros físicos de Fourier contra el método ΔS

A partir de la figura 12, podemos deducir que la abundancia de hierro es buena para las estrellas RR Lyr, T Sex, W Cvn y RU Psc ya que están muy próximas a la línea azul, la cual indica la comparación entre estas. En los casos mas discordantes podemos notar que sistemáticamente los valores obtenidos por la descomposición de Fourier son menores y se debe a que esas estrellas tienen su curva de luz no completamente cubierta a lo largo del ciclo de pulsación, por lo que el ajuste de Fourier es incompleto. Sin embargo es claro que para curvas bien observadas el método de Fourier conduce a parámetros físicos y distancias confiables para estrellas RR Lyrae de campo.



7.0 REFERENCIAS

- Arellano Ferro, A. Tomando el pulso a las estrellas. En: *El Faro: la luz de la ciencia* [en línea], mayo 2012, No. 134, p. 10 – 11. Disponible en Internet: <http://www.cicctic.unam.mx/download/elfaro/elfaro134.pdf>
- Arellano Ferro, A.; Figuera Jaimes, R.; Giridhar, Sunetra; Bramich, D. M.; Hernández Santisteban, J. V.; Kuppaswamy, K. Exploring the variable stars in the globular cluster NGC 5024 (M53): new RR Lyrae and SX Phoenicis stars *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*, 416, 2265, 2011
- Jurcsik J., 1995, *Acta Astron.*, 45, 653
- Jurcsik J., 1998, *A&A*, 333, 571
- Jurcsik J., Kovács G., 1996, *A&A*, 312, 111
- Kholopov, P. N. (editor) 1987, *General Catalogue of Variable stars*, Nauka, Moscow.
- Kovács G., Walker A. R., 2001, *A&A*, 371, 579
- Morgan S. M., Wahl J. N., Wieckhorst R. M., 2007, *MNRAS*, 374, 1421
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., Davis, M., 1998, *ApJ*, 500, 525 En <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>
- Sekiguchi M., Fukugita M., 2000, *AJ*, 120, 1072
- Simon, N. R., & Clement, C. M. 1993, *ApJ*, 410, 526
- Suntzeff, N. B., Kraft, R. P., Kinman, T. D. 1994 *ApJS*, 93, 271
- Zinn R., West M. J., 1984, *ApJS*, 55, 45

