Ομάδα Αστρικής Φασματοσκοπίας
Εθνικού και Καποδιστριακού Πανεπιστημίου Αθηνών



Εισαγωγή στην Αστρική Φασματοσκοπία

Μέρος IV: Μελετώντας τα φάσματα των θερμών αστέρων εκπομπής προγενέστερων φασματικών τύπων (Oe και Be αστέρων)

Δρ Ε. Λύρατζη και Δρ Α. Αντωνίου
Αστροφυσικοί

Εκδόσεις Δίαυλος
ISBN 978-960-531-419-4

Αθήνα 2018

www.diavlos.gr

Περιεχόμενα 2
A brief description ofthe content of this book 5
From smooth wind models to the«clumping» structure 10

Μελετώντας τα φάσματα αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων (Ο και Β αστέρων) 15
Γενικά 16
Κατάταξη των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων και η κατανομή τους στο χώρο 16

Οι αστέρες φασματικού τύπου Ο 18
Εισαγωγή 18
Η φασματική ταξινόμηση BCD 21
Ταξινόμηση των Ο- υπονάνων 23
Ταξινόμηση στην υπεριώδη (UV) περιοχή 25
Το γραμμικό φάσμα των αστέρων Οe στην υπεριώδη (UV) φασματική περιοχή 29
Οι φασματικές γραμμές συντονισμού των ιόντων CIV, NIV, NV και SiIV στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Οe. 31

Αστέρες φασματικού τύπου Be 39
Εισαγωγή 40
Συχνότητα εμφάνισης του φαινομένου Be 40
Μεταβλητότητα των αστέρων φασματικού τύπου Be 41
Η ορατή περιοχή του φάσματος 41
Μεταβολές φάσης 41
Μεταβολές του λόγου E/C 41
Μεταβλητότητα του λόγου V/R 42
Φωτομετρική μεταβλητότητα 43
Μεταβολές της ακτινικής ταχύτητας στο κέλυφος 43
Μεταβολές μικρής κλίμακας 44
Η υπεριώδης περιοχή του φάσματος 44
Φασματική ταξινόμηση των αστέρων φασματικού τύπου Be 44
Το συνεχές φάσμα 45
Το γραμμικό φάσμα 47
Το ορατό φάσμα 47
Το υπέρυθρο φάσμα 47
Το υπεριώδες φάσμα 47
Ο υπεριονισμός στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Be 52
Οι μετατοπίσεις των υπεριονισμένων γραμμών 54
Ασυμμετρίες στις υπεριονισμένες γραμμές απορρόφησης 56
Το ψυχρό εκτεταμένο περίβλημα στην υπεριώδη περιοχή 57
Παρατηρησιακά δεδομένα για τη ροή μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be 57

www.diavlosbooks.gr

Προσδιορισμός της απώλειας μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be από παρατηρήσεις στο υπεριώδες 58
Κλασικά πρότυπα δομής ατμοσφαιρών σε αστέρες φασματικού τύπου Be (1940 – 1982) 60
Ορισμός του μοντέλου 61
Εκτεταμένες και κινούμενες ατμόσφαιρες 62
Μοντέλο περιστροφής του Struve 64
Το μοντέλο του Struve και τα παρατηρησιακά δεδομένα 67
Ταχύτητες περιστροφής των αστέρων φασματικού τύπου Be 67
Τα εύρη των γραμμών εκπομπής 69
Το μοντέλο περιστροφής και η μεταβλητότητα των αστέρων φασματικού τύπου Be 70
Το μοντέλο περιστροφής και οι παρατηρήσεις στο υπεριώδες από το διάστημα 70
Μοντέλα αστέρων φασματικού τύπου Be βασισμένα στις παρατηρήσεις στα ορατά μήκη κύματος 73
Η προέλευση των γραμμών εκπομπής που παρατηρούνται στο ορατό 72
Η προέλευση του εκτεταμένου περιβλήματος 73
Συμπεράσματα από τις γραμμές εκπομπής Balmer 75
Το στατικό περίβλημα 76
Το κινούμενο περίβλημα 76
Ad hoc μοντέλα για τους αστέρες φασματικού τύπου Be 77
Το μοντέλο Doazan – Thomas για την ατμοσφαιρική δομή των αστέρων φασματικού τύπου Be 79
Ιστορική αναδρομή 79
Πρότυπη ατμόσφαιρα I του Struve: Μόνο για τους αστέρες φασματικού τύπου Be 79
Πρότυπη ατμόσφαιρα II του Struve: Οι Be και παρόμοιοι αστέρες 81
Το μοντέλο που προέκυψε από την πρότυπη ατμόσφαιρα II του Struve και η σύγκριση μεταξύ κανονικών και ιδιόμορφων αστέρων (Μοντέλο Doazan - Thomas) 85
Φωτόσφαιρα (Photosphere) 88
Χρωμόσφαιρα (Chromosphere) 88
Στέμμα (Corona) 89
Μεταστεμματική Μεταβατική Περιοχή (Post-coronal Transition Region) 90
ΨυχρόΕκτεταμένοΠερίβλημα (Cool Extended Envelope) 92
ΨυχρόΚέλυφος (CoolShell) 93
ΨυχρόΚέλυφοςΣκόνης (Cool Dust Shell) 93

www.gravlosbooks.gr

Γραμμές συντονισμού του MgII
στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων
φασματικού τύπου Be και Oe 94
Ιστορική αναδρομή 95

Γραμμές συντονισμού του SiIV
στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων
φασματικού τύπου Oe και Be αστέρες 103
Ιστορική αναδρομή 104

Γραμμή Ηα 6562,817 Å στο ορατό
φάσμα των αστέρων φασματικού
τύπου Be 112
Ιστορική αναδρομή 113

Νέες Ιδέες για τη δομή των ατμοσφαιρών
των αστέρων εκπομπής προγενέστερων
φασματικών τύπων- 125
Ιστορική αναδρομή 126
Διάκριση μεταξύ DACs και SACs 131
Τι είναι το φαινόμενο SACs 131

Βιβλιογραφία 134

www.diavlosbooks.gr

A brief description of the content of this book...

In this book we present only the classical theories that attempt to investigate the structure and the physical properties of the atmospherical layers, of hot emission stars (Oe and Be stars) where the observed phenomena are created.
In a next volume (Vol. VI) of our book we will present all the new ideas which guide us to a new view on the mechanisms–thatare responsible for creating the Discrete Absorption Components (DACs) and the Sattelite Absorption Components (SACs) in the atmospheres of hot emission stars (Oe and Be stars) and the similar effects (Broad Absorpiton Lines – BALs)in the environment of Quasars.

An important characteristic of hot stars (i.e. stars with effective temperatures $\geq$ 10000 K) is that they lose mass via a stellar wind. One of the most sensitive diagnostics of these stellar winds comes from high resolution UV spectroscopy. The UV spectra of hot stars reveal extended, velocity displaced P-Cygni type profiles in various objects, including the following (Prinja 1990):

- WR stars (Willis et al. 1986; Willis and Garmany 1987),
- OB stars (e.g. Garmany et al. 1981; Gathier et al. 1981; Prinja and Howarth, 1986),
- subdwarf O stars (e.g. Heap et al. 1979, Simon et al. 1979),
- the central stars of planetary nebulae (CSPN; e. g. Heap 1986, Pauldrach et al. 1988),
- Be stars (e.g. Snow 1981; Grady et al. 1987; Danezis, E. et al. 2003a; Lyratzi, et al. 2007; Danezis et al. 2009; Antoniou et al. 2011a, 2011b),
- Oe stars (Antoniou et al. 2007a, 2007b, 2007c, 2007d, 2008, 2014; Danezis et al. 2003a, 2003b, 2007; Danezis et al. 2009) and
- Cataclysmic variables (CVs), young stellar objects (YSOs) and Active Galactic Nuclei (AGNs) (Proga et al. 2002, Proga 2005).

CVs exhibit absorption troughs extending blueward over 5000 km/s. This phenomenon is attributed to high-velocity winds by analogy with OB stars (e.g., Krautter et al. 1981). However, observationally, the P-Cygni profiles of CVs differ from the profiles of early-type stars in two significant ways: First, while the deepest part of the blueshifted absorption component of the line profiles of early-type stars is near the terminal velocity, the deepest part of the line profiles of CVs is near zero velocity. Second, the absorption components of the line profiles of early-type stars are often black, whereas in CVs they are at most roughly half the depth of the continuum. As judged by the velocity of the blue edge of the absorption component of the profiles, the terminal velocity of the wind is roughly 5000 km/s (Mauche & Raymond 1997).
Data reveal maximum wind velocities $> 1000\, km/s$ (far in excess of the photospheric escape velocities). The most accepted theory behind the winds of hot stars is the one based on radiation pressure driving, but there are still big questions to be answered. For example the extent to which radiation

www.diavlosbooks.gr

pressure provides the dominant force in the winds of various classes of hot stars is undetermined, and other mechanisms might play an important role, e.g.–in cooler, less luminous objects such as late B and B (emission) stars (Prinja 1990).

Among thetypes-of hot stars there are two subsets of stars, i.e. Be and Oe, with a special spectral characteristic. Bidelman and Svolopoulos (1960) detected hydrogen emission and shell lines on spectrograms taken in 1959 and classified the object as a Be star. Classical Be stars are a subset of rapidly rotating non-giant B-type stars[17% of B-type stars are Be stars (Zorec & Briot 1997)]. Unlike normal B-type stars, Be stars exhibit emission lines (hence the 'e' in Be), which are attributed to a gaseous circumstellar disk in Keplerian motion (Labadie-Bartz et al. 2017). A normal B star does not show emission lines, when it is in the main sequence. It does so when it is a supergiant (Vardya et al. 1982). The central stars rotate close to break-up velocities, and an uncertain mechanism – the so-called Be phenomenon – acts in addition to rotation, leading to episodic or continuous mass ejection from the stellar equator. Subsequently, outflowing, ionised, purely gaseous disks, rotating in a nearly Keplerian way are formed (Klement et al. 2017). A recent review is provided by Rivinius et al. 2013. The circumstellar disk of a Be star is best described by the viscous decretion disk model (e.g. Lee et al. 1991; Carciofi 2011), where the disk is formed and subsequently sustained by mass ejected from the stellar surface in discrete events called 'outbursts' (see Kroll & Hanuschik (1997) or Kee et al. (2014) for a theoretical framework, or Rivinius et al. (1998) or Grundstrom et al. (2011) for observations).

The optical emission lines are generally more or less symmetric, with the center of the emission placed at or near the stellar rest wavelength, showing that within the Balmer emission envelope the expansion velocity is $\lesssim 1000\ km/s$ (Barker & Marlborough 1985). On the other hand the resonance doublets of transitions such as N V, C IV and Si IV, which are present in the UV spectra of Be stars, exhibit extended shortward absorption and asymmetry. These characteristics indicate high velocity ($\gtrsim 1000\ km/s$) mass loss via a stellar wind (Barker & Marlborough 1985). These ions are called "superionized" because even at the high effective temperatures of Be stars, they are not expected to exist in sufficient abundance to produce observable features under radiative equilibrium conditions (Lamers & Snow 1978).

Ultraviolet observations of Be/Shell stars, taken with IUE, indicated the presence of highly ionized spectral lines, i.e. C IV and Si IV are detected. UV spectra of Be/Shell stars reveal shortward velocity shifts up to 1300 km/s, suggesting the expansion of the circumstellar material away from the stars, (Slettebak 1988). The C IV doublet is of great importance as it is observed in Be stars as late as B9, yet among normal (no Hα emission) B stars, C IV is only observed at B2 or earlier (Barker et al. 1984).

www.diavlosbooks.gr

The type of Oe stars was defined by Conti & Leep (1974) as O stars displaying emission lines of the H I Balmer series as well as of lower ionization elements such as He II and Fe II, but that do not show typical Of emission lines such as He II λ 4686 and N IIIλ 4634-40. These stars were commonly considered to be massive analogs of Be stars and they seemed to form an extension of the Be phenomenon towards higher stellar temperatures. However, Negueruela et al. (2004) revised the spectral types of most Oe stars, arguing that previous classifications were too early because of infilling of the He i lines. Most Oe stars would thus have true spectral types in the range O9–B0 (the earliest member of the Oe category is the O7.5 IIIe star HD155806 (Negueruela et al. 2004). Oe stars exhibit double-peaked or central emission in their Balmer lines. This emission-line morphology is distinct from signatures of stellar winds and is conventionally attributed to a circumstellar disk. Although Oe stars are usually considered to be a continuation of the Be phenomenon toward hotter spectral types, it is difficult to understand how stable disks can coexist with the increasingly strong stellar winds that aretypical of O-type stars. A plausible explanation is that the disk is maintained by a large-scale (e.g., dipolar) magnetic field that channels outflowing wind material towards the magnetic equator, in which case the disk and the wind are really a single entity (Fullerton et al. 2011).

One of the most striking features in the spectra of hot star winds is the presence of Discrete Absorption Components (DACs).

DACs are superimposed on the absorption troughs of unsaturated resonance line P-Cygni profiles in the UV spectra of OB stars, and move from the lower blue-shift to higher blue-shift part of P-Cygni profiles (e.g. Prinja & Howarth 1988; Massa et al. 1995; Kaper et al. 1997; Prinja et al. 2002). These stellar wind features are evident as narrow (FWHM ~ 100-300 km/s) opacity enhancements, which typically occur at ~05.-0.9 of the maximum observed wind velocity (Prinja 1990). They are usually attributed to the presence of large scale structures leading to optical depth enhancement. These spectral features often dominate the profiles and are interpreted as observational evidence for the inhomogeneous, non-spherical and non-laminar nature of these winds.

The resonance lines which are themost sensitive indicators of mass-loss include N V, Si IV, C IV and Mg II. These features are identified when they occur at the same velocity in both members of a resonance doublet (see Figs. 1, 2). We need to note that in Fig. 2 there are cases such as HD 32991 and HD 11158, where the entire stellar wind may be observed only in the form of Discrete Absorption Components, without an underlying P-Cygni profile.

www.diavlosbooks.gr

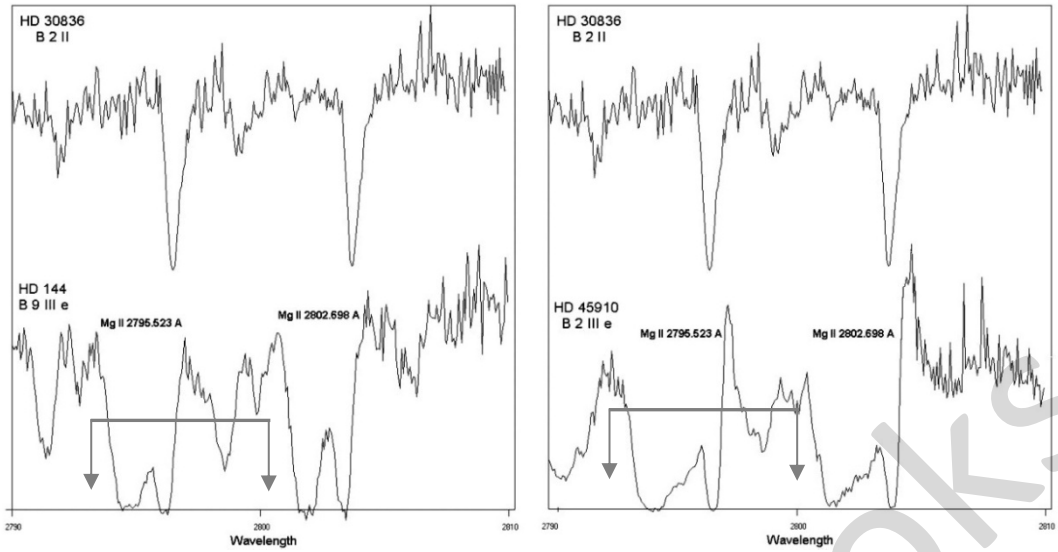


Figure 1. Comparison of the Mg II resonance lines between the spectrum of a normal B star and the spectra of two active Be stars that present complex and peculiar spectral lines. As we can observe the Be stars present some absorption components that do not appear in the spectrum of the classical B star (Danezis et al. 2010).

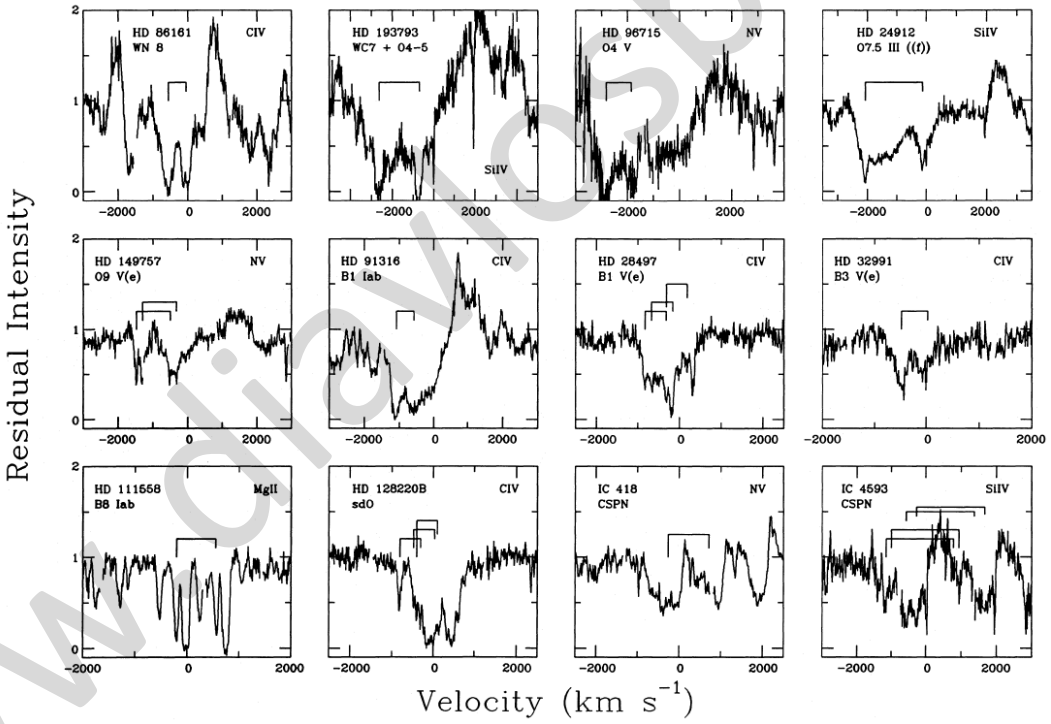


Figure 2. IUE spectra illustrating DACs in WR, O, B, Be, SdO and CSPN stars (Prinja 1990).

The mechanisms responsible for the creation of DACs are an important problem that has been studied by many researchers. Some have suggested mechanisms that allow the existence of structures which cover all or a significant part of the stellar disk, such as shells, blobs or puffs (Underhill 1975, Henrichs 1984, Underhill & Fahey 1984, Bates & Halliwell 1986, Grady et al. 1987, Lamers et al. 1988, Waldron et al. 1992, 1994, Cranmer & Owocki 1996, Rivinius et al. 1997, Kaper et al. 1996, 1997, 1999, Markova 2000),

www.diavlosbooks.gr

interaction of fast and slow wind components, Co-rotating Interaction Regions (CIRs), structures due to magnetic fields or spiral streams as a result of the stellar rotation (Cranmer & Owocki 1996, Kaper et al. 1996, 1997, 1999, Mulan 1984a, b, 1986, Prinja & Howarth 1988, Fullerton et al. 1997, Cranmer et al. 2000). According to these ideas, DACs result from independent high density regions in the stellar environment**,** which have different rotational and radial velocities.

However, DACs are not unknown absorption spectral lines, but spectral lines of the same ion and the same wavelength as a main spectral line, shifted at different Δλ, as they are created in different density regions which rotate and move radially with different velocities (Danezis 1983, 1987, 1991, 2003, Lyratzi & Danezis 2004).

Another problem which is usually observed in the spectra of hot stars is that DACs exhibit very complex profiles and can't be reproduced theoreticallywith a single distribution, such as Gauss, Voigt, or Lorentz. In order to explain these complex line profiles Danezis et al. (2003, 2007a) and Lyratzi & Danezis 2004, Lyratzi et al. 2007a proposed the phenomenon of SACs (Satellite Absorption Components).

According to this phenomenon, a DAC is not a single absorption line, but the synthesis of a group of classical absorption components of the same spectral line of an ion (Satellite Absorption Components-SACs). These spectral components are formed in independent density regions (clumps) inside the turbulent stellar wind. If the independent density regions (clumps), that construct the Satellite Absorption Componentsof a DAC, rotate with large velocities and are close in velocity space, then they overlap forming a complex profile. More specifically, the absorption components are blended among themselves as well as with the main spectral line and thus they are not discrete but form a continuous complex profile (Danezis 1983, 1987, Lyratzi & Danezis 2004, Danezis et al. 2003, 2006, 2007a Sahade et al. 1984, Sahade & Brandi 1985).So, DACs and SACs are two aspects of the same phenomenon. In Fig. 3 it is clear that theDACs of Mg II resonance lines of the star AX Mon (HD 45910), and the SACs of Mg II resonance lines ofthe star HD 41335 are produced in the same way. The only difference between them is that the components of HD 41335 are much closer in velocity space and thus they overlap.

www.diavlosbooks.gr

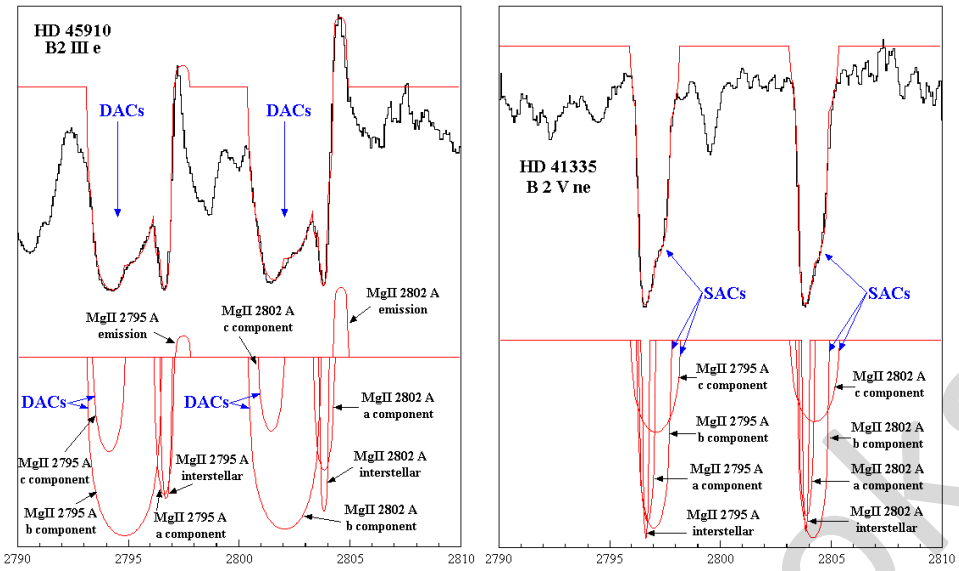


Figure 3. DACs of the Mg II resonance lines of the Be star AX Mon (HD 45910) and SACs of the Mg II resonancelines–f the Be star HD 41335 are produced in the same way. The black line denotes the observed profile and the red one the model's fit. All the components which contribute to the observed features are shown below the fits (Danezis et al. 2009).

From smooth wind models to «clumping» structure

O and B stars exhibit resonance lines from transitions such as C III, C IV, Si IV, N V with P-Cygni profiles. The deepest part of the absorption profile corresponds to a velocity away from the star of ~ 1400 km/s (Hearn, 1979). The absorption reaches a terminal velocity of ~ 1000-3000 km/s (Hearn 1981, Drechsel & Rahe 1982).–As these speeds are much larger than the escape velocities from the surface of these stars, it is clear that the material escapes from them (Hearn, 1979), in the form of a wind.

It is believed that the winds of hot stars are produced through radiation pressure exerted via the interaction of ultraviolet (UV) photons with electrons bound to atoms in the stellar atmosphere (Lucy & Solomon 1970).

Castor, Abott & Klein (1975, hereafter CAK) created a theoretical wind model and showed that the wind and mass loss are driven by radiation forces which are related to resonance lines from ions such as C III, C IV, Si IV. CAK theory is a modification of Parker's model (Parker 1958) with an extra force due to radiation forces. Further modifications of the CAK theory included even more elaborate line lists (Abbott 1982a) and the inclusion of a finite disk correction factor, which allowed photons to stream from the entire stellar disk instead of only radially (Friend & Abbott 1986, Pauldrach et al. 1986). Additionally, occupation number were calculated in non-LTE (Pauldrach et al. 1994), further refining the theory (Vink 2009).

The basic properties of these modern-era CAK-like wind models are the following: the wind is assumed to be spherically symmetric, and homogeneous, i.e. clumps are not taken into account. However, wind variability is a well-known phenomenon both observationally as well as

www.diavlosbooks.gr

theoretically (see Wolf et al. 1998 for an overview). Furthermore, the emission of X-rays for single O stars (Harnden et al. 1979) as well as the presence of black troughs in UV P-Cygni line profiles indicate that the winds of O stars are not smooth. According to Owocki (1990), there are strong reasons, both observational and theoretical, for believing that hot star winds are not smooth, but rather are both spatially and temporally high variable. Observational evidence include superionization, X-ray emission and Discrete Absorption Components (DACs) in unsaturated UV lines. The winds of O and B stars, which are manifested through UV P-Cygni profiles present variability in timescales from several days to hours [e.g. Henrichs (1984) and Prinja & Howarth (1986)]. Time-resolved series of high-resolution UV spectra, obtained with the International Ultraviolet Explorer (IUE), showed that the variations in UV resonance lines are not chaotic, but occur in well-defined "patterns" (e.g. Henrichs (1984); Prinja & Howarth (1986); Prinja et al. 1987, Henrichs et al. 1988), which are usually observed in Discrete Absorption Components (DACs).

It was mainly high-S/N, time-dependent spectroscopy of strong optical recombination emission lines in WR, and also a few OB and other stars with strong hot winds that indicated all hot stellar winds likely to be pervaded by thousands of multiscale (compressible supersonic turbulent) structures, whose driver is probably some kind of radiative instability (Moffat 2008).

The theory of instabilities of radiatively driven stellar wind was introduced by Lucy & Solomon (1970) and was further developed by Lucy (1984), Owocki & Rybicki (1985, 1986, 1991), and extended to three-dimensional perturbations by Rybicki et al. (1990). Nelson & Hearn (1978), Martens (1979) and Mc Gregor et al. (1979) suggested that the flow is unstable against the radiatively driven instabilities. These instabilities will break up the flow destroying the balance between the forces and the result will be either to heat a corona or to set up the system of radiative driven blobs suggested by Lucy and White (1980) or both.

Between 1978 and 1995 when it was active, IUE satellite led to great strides in the field of hot-star winds, leading to the discovery, mostly in strong resonance lines, of large scale wind structures. These were referred to as Discrete Absorption Components (DACs), seen mainly in the absorbing column between the observer and the projected disk of the star (Moffat 2008). Their variation with time (more or less periodically) is commonly believed to be due to large-scale Corotating Interactive Regions (CIR), as seen in the Solar wind. In hot-star winds, CIRs are probably produced by some kind of rotating inhomogeneity at the surface of the star: nonradial pulsations or local magnetic loops come to mind, which then perturb the rotating wind (e.g. Cranmer & Owocki 1996). It is possible that all hot-star winds contain CIRs (Moffat, 2008).

www.diavlosbooks.gr

According to Runacres & Owocki 2002 since the acceleration of the wind is a highly unstable process, it leads to strong irregularities in density and velocity. These irregularities, often referred to as clumps, have an impact on the observables of massive star winds, in particular affecting measured mass-loss rates. The characteristics of clumps are uncertain, but it is thought that they carry most of the wind mass, but fill only a small fraction ($f < 1$) of the volume in the stellar surroundings, yielding a contrast of f^{-1} in density with respect to its average value (Bosch-Ramon 2013). The clump sizes are expected to be much smaller than the star (Owocki & Cohen 2006), although larger clumps may also be present in the wind like the clumps used, for instance, to explain the X-ray flares in supergiant fast X-ray transients (e.g. Walter & Zurita Heras 2007), or the large scale structures behind the observed Discrete Absorption Components in the UV in early-type stars (e.g. Cranmer & Owocki 1996; Lobel & Blomme 2008). The clumps should present a distribution of masses and sizes if they are the product of non-linear processes at the wind base (Moffat 2008).

But what now is normally referred to as clumping in hot-star winds is something that appears to be much more widespread and pervasive in all hot star winds than DACs and CIRs. While many different phenomena pointed towards the presence of some kind of granulation in the winds, it took high-S/N, moderately-high time-resolved spectroscopy as the final clue to say that virtually all parts of all hot star winds are stochastically inhomogeneous on various (mainly small) scales (Moffat, 2008). This was first revealed in time-resolved optical spectra of WR stars, where their strong, broad emission lines probe the whole wind simultaneously, not just the column along the line-of-sight (Moffat, 2008).

Possibly the most convincing evidence for clumpy structures in hot-star winds comes from time resolved spectroscopic monitoring of WR emission lines (Schumann & Seggewiss). These now well-known spectral series show clear stochastic subpeaks of various sizes moving in a direction from line centre to line edge, interpreted as wind clumps, whose projected velocities we see as they propagate with the outflow. Although the stars are not resolved, one reaches effectively a poor-man's resolution with the aid of Doppler expansion of thewind, which cannot unambiguously locate the structures other than in a ring of constant angle from the central star. Nevertheless, this was the first time that it became clear that small-scale wind structures are essentially universal at least in the strong winds of WR stars.

Besides the observations in the visible and UV region of the spectrum the strong X-ray flow, observed in O and B stars cannot be obtained by a smooth, steady and cold wind, so the model of normal winds [SSCW proposed by Friend & Abbott (1986) and Pauldrach et al. (1986)] is far from the true nature of the hot star winds (Vilkoviskij et al. 2003). So this model should be replaced by a more adequate model of unstable and changing wind structures.

www.diavlosbooks.gr

Although the easiest, most obvious results have emerged for "classical" WR stars because of their intense, broad emission lines, it is now clear that virtually all hot-star winds likely show similar effects.

As previously mentioned, Proga (2002) indicated that cataclysmic variables (CVs), young stellar objects (YSOs) and AGNs share the similarity of exhibiting P-Cygni type profiles, mainly in their UV spectra. Proga (2007) points out that UV driven disk winds in AGNs are motivated by analogy with winds from hot stars, which have been explored in great detail. Other researchers who have noticed similarities between the spectra of hot stars and AGNs are:

- Woo (2013), who states that one of the prominent features for quasars is the BEL spectrum that is not seen except in the hottest stars. According to Woo (2013),together with the emission features are Broad Absorption Lines (BALs) which appear in at least 10% of optically-selected quasars. They are characterized by distinctive absorption troughs arising from resonance lines of various ions and they are blueshifted (outflowing) with respect to their associated Broad Emission Lines (BELs). There is general agreement that they are intrinsic to the quasar and caused by gas within the quasar itself, with outflow velocities up to thirty and possibly sixty thousand kilometers per second relative to the emission line redshift. Some are often described as P Cygni profiles, by analogy to similar features seen in stars which eject material toward the observer. Our understanding of the ability of the line-driving mechanism to produce powerful high-velocity winds is based on studies of winds in hot stars that radiate mostly in the UV continuum. By analogy with O-stars, the presence of strong blueshifted absorption together with an intense UV radiation field suggests that radiation pressure acting on resonance lines is the acceleration mechanism (e.g., Lamers & Cassinelli 1999, and references therein). The presence of the BALs themselves strongly indicates that substantial momentum is transferred from a powerful radiation field to the outflowing wind. With the inclusion of resonance lines, Castor et al. (1975) showed that the effective line-driven radiation force can increase by several orders of magnitude above that due to electron scattering alone.
- Feldmeier & Shlosman (1999) who state that observational signatures of line driven winds have been unambiguously detected in cataclysmic variables (CVs) and in active galactic nuclei. Observational evidence in favor of LDWs from hot stars and disks includes but is not limited to the P Cygni line profiles of C IV, N V and Si IV, ionization levels, high terminal velocities and their correlation with the luminosity.
- Danezis et al. (2006, 2008, 2010a, 2010b) indicated the analogies between the spectra of hot emission stars and BAL quasars. They applied their model and studied Si IV, C IV, and Mg II absorption profiles in the spectra of a number of hot emission stars and BALQSOs. They showed that in both types of astronomical objects, the broad and complex absorption troughs of Si IV, C IV and Mg II are the synthesis of individual absorbing components which are

www.diavlosbooks.gr

formed in independent absorbing regions (clouds, clumps) inside the outflow. They also showed that the outflows are far from being smooth but are clumpy and inhomogeneous (for some examples see Fig. 4).

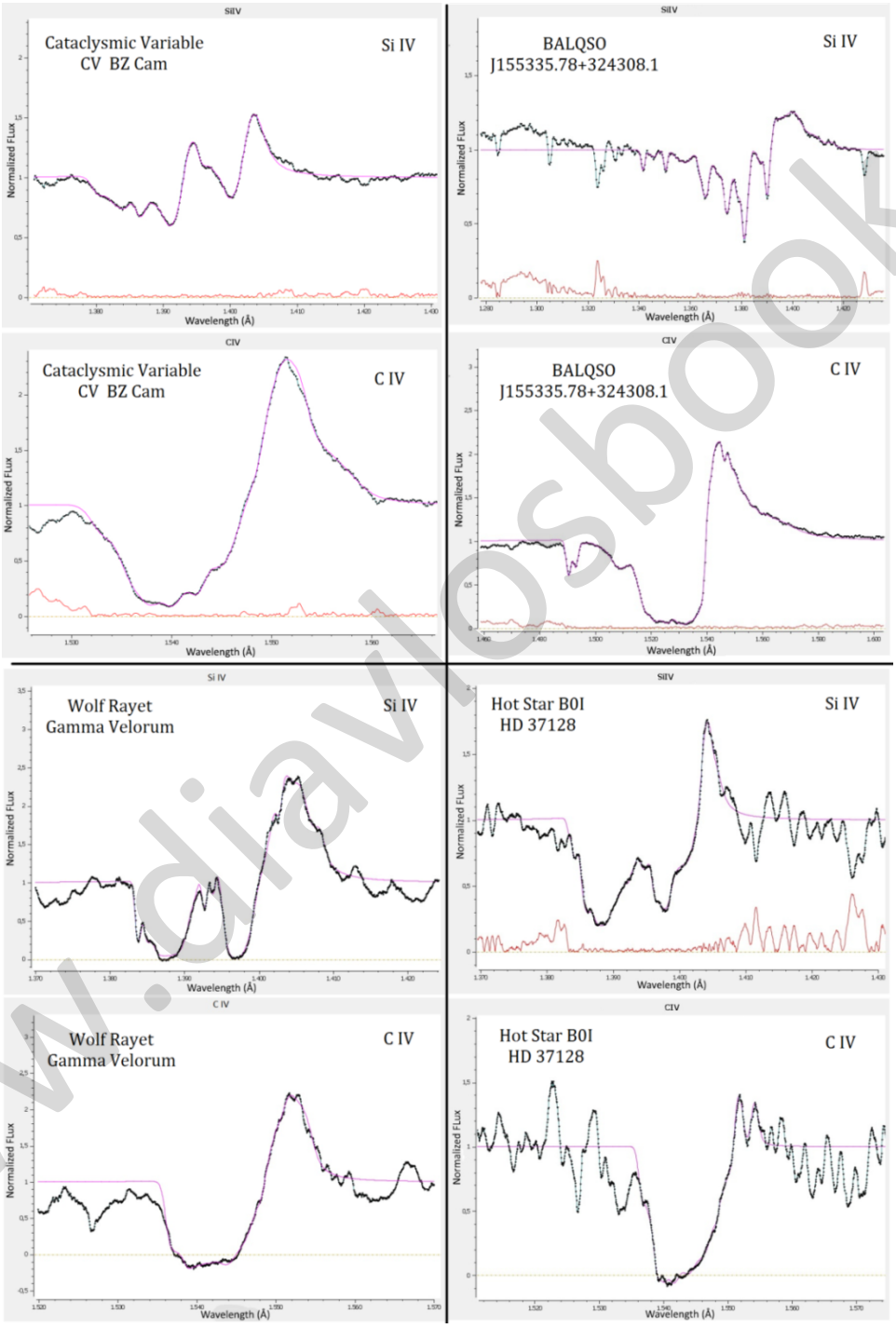
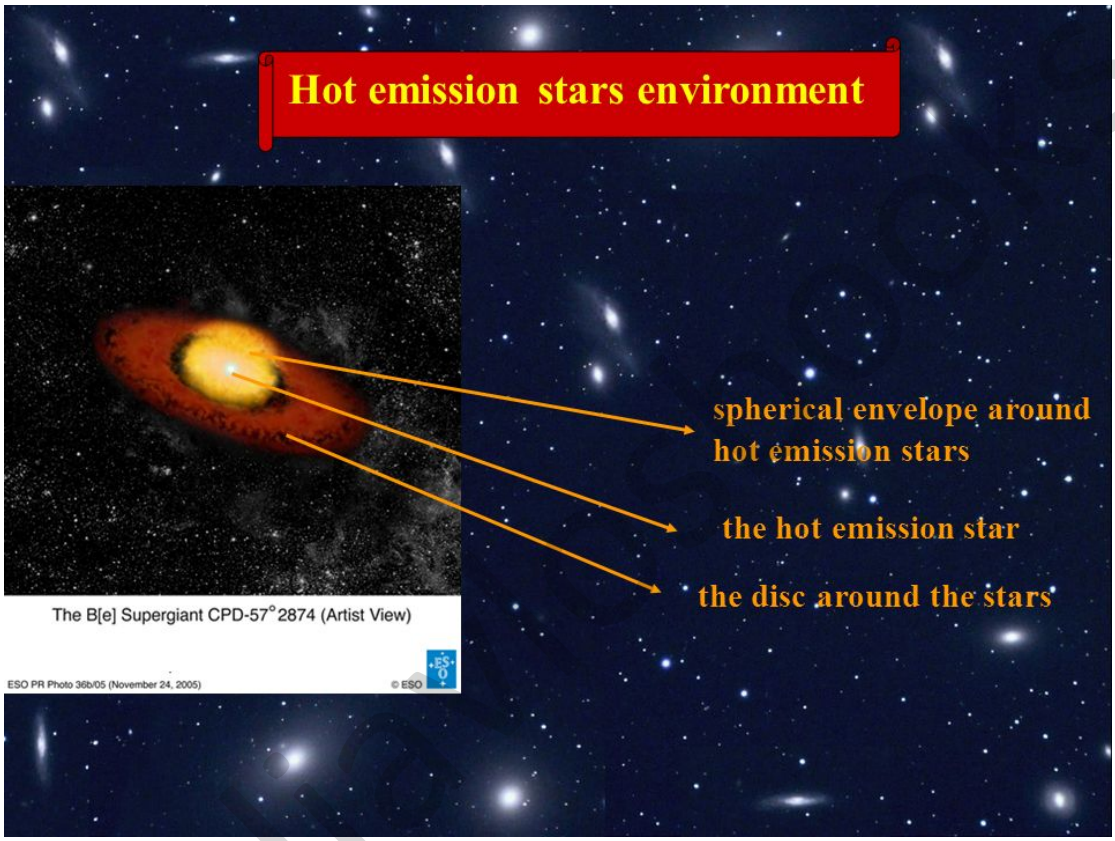


Figure4.DAC/SACphenomenoninthespectraofHotEmissionStars,BALQuasars,CataclysmicVariables and Wolf Rayet stars.

www.diavlosbooks.gr



Μελετώντας τα φάσματα αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων
(Ο και Β αστέρων)

www.

Γενικά

Αρχικά εκφράσθηκε η άποψη ότι οι αστέρες φασματικών τύπων Ο, Β και Α, βρίσκονται στο αρχικό στάδιο της εξέλιξής τους. Και αυτό επειδή στην ορατή περιοχή του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος παρουσιάζουν μόνο μερικές ισχυρές γραμμές ελαφρών στοιχείων.Αυτό ακριβώς απετέλεσε και την αιτία του χαρακτηρισμού τους ως ***προγενέστεροι αστέρες ή αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων (earlytypestars, McLean, 1898).*** Επικρατούσε δηλαδή κάποτε η αντίληψη ότι ένας αστέρας άρχιζε τη ζωή του ως αστέρας φασματικού τύπου Ο και κατέληγε ως αστέρας τύπου Κ ή Μ. Με άλλα λόγια οι αστέρες προγενέστερων ή μεταγενέστερων φασματικών τύπων εθεωρείτο ότι βρίσκονταν στο αρχικό στάδιο της εξελικτικής τους ακολουθίας. Η ιδέα όμως αυτή έχει προ πολλού εγκαταλειφθεί. Όπως πλέον έχει αποδειχθεί, ο όρος «μεταγενέστεροι αστέρες ή οι αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου» δεν έχει να κάνει με την τοποθέτησή τους στον χρόνο. Σήμερα πλέον γνωρίζουμε ότι ο χαρακτηρισμός ενός αστέρα ως **«αστέρας προγενέστερου ή μεταγενέστερου φασματικού τύπου»** δηλώνει απλά και μόνο τη σχετική θέση των φασμάτων του στη φασματική ταξινόμηση του Harvard και δεν έχει καμιά σχέση με την ηλικία τους.

Οι αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων παρουσιάζουν μεγάλο ενδιαφέρον επειδή είναι αστέρες που εκπέμπουν μεγάλα ποσά ενεργείας στην υπεριώδη περιοχή (UV) του φάσματός τους. Λόγω της μεγάλης τους μάζας, εξαντλούν γρήγορα το υδρογόνο του πυρήνα τους και εξελίσσονται ταχύτατα απομακρυνόμενοιαπό την Κυρία Ακολουθία. Η μελέτη των αστέρων αυτών είναι σημαντική γιατί παρέχει πολύτιμες πληροφορίες για την κατανόηση της αστρικής εξέλιξης, αλλά συγχρόνως εμπλουτίζει και διευρύνει τις γνώσεις μας γύρω από τη δομή και εξέλιξη των αστρικών ατμοσφαιρών. Λόγω της μεγάλης τους μάζας (10^3-10^4ηλιακές μάζες), είναι παρατηρήσιμοι σε μεγάλες αποστάσεις. Ως εκ τούτου, αν είναι γνωστά με ακρίβεια τα απόλυτα μεγέθη τους, είναι δυνατόν να χρησιμοποιηθούν ως «μέτρο απόστασης» στη μελέτη της γαλαξιακής δομής.
Η παρατήρηση των αστέρων αυτών στο υπεριώδες έγινε κυρίως με τον δορυφόρο IUE (InternationalUltravioletExplorer), ενώ η παρατήρηση επεκτάθηκε ακόμη περισσότερο στις ακτίνες Χ με τους δορυφόρους SAS-3, HEAO-1, HEAO-2 και πολλούς άλλους.

Κατάταξη των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων και η κατανομή τους στο χώρο

Στους αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων περιέχονται οι ακόλουθες κατηγορίες:
α. Οι αστέρες φασματικού τύπου Ο. Σε αυτούς περιέχονται και οι αστέρες εκπομπής Of και Oe.
β. Οι αστέρες φασματικού τύπου Β, οι οποίοι ομοίως περιέχουν και τους αστέρες τύπου Β με κέλυφος, καθώς και τους αστέρες εκπομπής τύπου Be.
γ. Οι αστέρες Wolf-Rayet.
δ. Οι μη λαμπροί αστέρες με γραμμές απορρόφησης ουδετέρου HI και ιονισμένου ηλίου HeII.
ε. Οι αστέρες φασματικού τύπου Α.

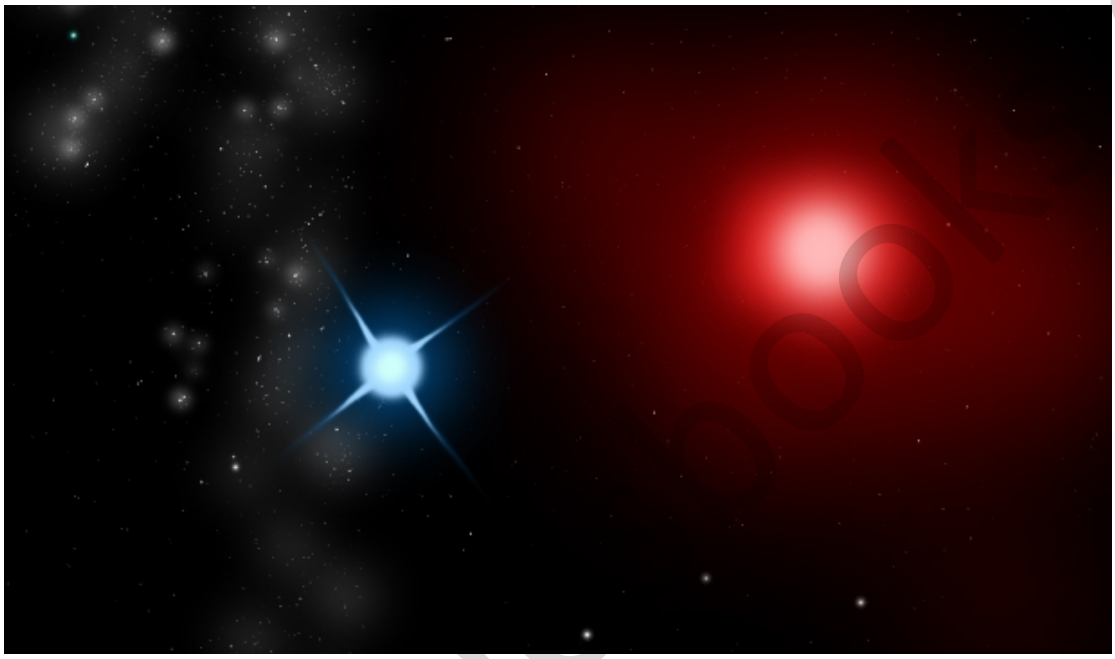
Η παραπάνω κατηγοριοποίηση παρέχει και πληροφορίες για την λαμπρότητά τους. Έτσι, οι αστέρες φασματικού τύπου Ο μπορεί να είναι υπεργίγαντες (O7, O8, O9), γίγαντες ή νάνοι (αστέρες που βρίσκονται στην Κυρία

www.diavlos-books.gr

Ακολουθία). Αυτό προκύπτει από το λόγο των εντάσεων των γραμμών του ουδετέρου ηλίου (HeI, λ 4.471Å) προς το ιονισμένο ήλιο (HeII λ 4.541Å) (MorganandKeenan, 1973 και ContiandFrost, 1977). Επίσης, μετρώντας τις εντάσεις των γραμμών Balmer του υδρογόνου (Hβ, Hγ), μπορεί κανείς να υπολογίσει τις λαμπρότητες των αστέρων φασματικών τύπων από B0 μέχρι και A2. Οι αστέρες αυτοί είναι, ομοίως, υπεργίγαντες, γίγαντες ή νάνοι. Αυτό προκύπτει από τις πτέρυγες των γραμμών Balmer του υδρογόνου. Οι αστέρες της Κυρίας Ακολουθίας (νάνοι αστέρες) εμφανίζουν εκτεταμένες πτέρυγες στις γραμμές Balmer του υδρογόνου, ενώ στους λαμπρότερους αστέρες οι γραμμές αυτές είναι στενότερες και δεν εμφανίζουν εκτεταμένες πτέρυγες.

Η φαινόμενη κατανομή των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων στον χώρο δεν είναι ομοιόμορφη. Οι πρώτες μελέτες που αφορούσαν την κατανομή του στον χώρο, με βάση τους φασματικούς τύπους, έδειξαν ότι γενικά οι αστέρες τύπου O και B βρίσκονται κοντά στο γαλαξιακό επίπεδο. Και τούτο διότι στο γαλαξιακό επίπεδο συγκεντρώνονται τόσο η μεσοαστρική σκόνη όσο και τα μεσοαστρική ύλη. Η κατανομή πυκνότηταστουςμικραίνει όσο απομακρυνόμαστε από το γαλαξιακό επίπεδο. Ιδιαίτερα οι αστέρες φασματικών τύπων B2 και προγενέστεροι βρίσκονται κυρίως στα ανοικτά αστρικά σμήνη. Το ίδιο ισχύει και για τους αστέρες τύπου A, οι οποίοι παρουσιάζουν ισχυρή συγκέντρωση στο γαλαξιακό επίπεδο, και μάλιστα ιδιαίτερα εκείνοι των οποίων η λαμπρότητά τους είναι αμυδρότερη.

www.diavlosbooks.gr



Οι αστέρες φασματικού τύπου Ο*

*(*Βασική πηγή του κεφαλαίου αυτού υπήρξε η διδακτορική διατριβή του Δρ Α. Αντωνίου στο Τμήμα Φυσικής του Εθνικού και Καποδιστριακού Πανεπιστημίου Αθηνών το 2007, με τίτλο : «Φαινόμενα υπεριονισμού στις στεμματικές και μεταστεμματικές περιοχές αστέρων φασματικού τύπου Οe)*

www.diavlos.gr

Εισαγωγή

Οι αστέρες φασματικού τύπου Ο είναι αστέρες, οι οποίοι αποτελούν για την Αστροφυσική αντικείμενα μελέτης με εξαιρετικό ενδιαφέρον. Και αυτό διότι οι εν λόγω αστέρες παρουσιάζουν ορισμένα πολύ αξιοσημείωτα φυσικά χαρακτηριστικά. Για παράδειγμα έχουν μεγάλη μάζα άρα και σχετικά μικρό χρόνο ζωής καθώς και υψηλή επιφανειακή θερμοκρασία άρα και μεγάλη λαμπρότητα. Η τυπική ηλικία τους ανέρχεται σε μερικά εκατομμύρια έτη.Παρουσιάζουν επίσης μεγάλη διακύμανση μαζών. Η μάζα τους κυμαίνεται από 1 (για τους αμυδρότερους από αυτούς) μέχρι 50 ηλιακές μάζες (για τους λαμπρότερους). Μια τυπική τιμή της λαμπρότητάς τους κυμαίνεται από 10^3 έως 10^4 ηλιακές λαμπρότητες, η δε επιφανειακή τους θερμοκρασία (effectivetemperature, T_{eff}) κυμαίνεται από 30.000K μέχρι 50.000K (Conti, 1973). Πρόκειται συνεπώς για τους θερμότερους αστέρες οι οποίοι,εντούτοις, παρουσιάζουν απώλεια μάζας μέσω των αστρικών ανέμων.

Αστέρες αυτού του τύπου είναι σχετικά σπάνιοι. Στον Γαλαξία μας έχουν, προς το παρόν, αναγνωριστεί περίπου 300.000. Ο λόγος της σπανιότητάς τους έγκειται στο ότι παραμένουν στην Κυρία Ακολουθία (άρα σε φάση σχετικής ηρεμίας) λιγότερο από ένα εκατομμύριο έτη. Εν τούτοις κατά τον σχηματισμό και μορφοποίηση ενός γαλαξία, παρομοίου μεγέθους, σχήματος και δομής με τον Γαλαξία μας, θα μπορούσαν να αναπτυχθούν περισσότερες από 10.000 γενεές Ο-αστέρων.

Οι περισσότεροι Ο- αστέρες (καθώς και οι σχεδόν παρόμοιοί τους Β) σχηματίζουν πολλές φορές συστήματα δύο μελών (διπλοί αστέρες). Αν ο ένας εκ των δύο αστέρων εκραγεί (supernova) το ωστικό κύμα που θα δημιουργηθεί είναι ικανό να εξεσφενδονίσει τον συνοδό του σε αρκετά μεγάλη απόσταση.

Η ακτινοβολία που προέρχεται από τους αστέρες αυτούς είναι το κυριότερο αίτιο που προκαλεί τη διέγερση των αεριωδών νεφελωμάτων κοντά στα αστρικά σμήνη. Έτσι, η γνώση της ακτινοβολίας αυτής συμβάλλει πολύ στη μελέτη της δομής και της δυναμικής των νεφελωμάτων.

Οι αστέρες φασματικού τύπου Ο παρουσιάζουν μόνο γραμμές απορρόφησης στο ορατό τμήμα του φάσματός τους, που είναι κυρίως γραμμές της σειράς Balmer του υδρογόνου, ουδετέρου ηλίου HeI και ιονισμένου ηλίου HeII. Η ένταση των γραμμών του ιονισμένου ηλίου βαίνει αυξανόμενη από τους γηραιότερους προς στους νεότερους αστέρες.

Από παρατηρήσεις δορυφόρων έχει βρεθεί ότι μερικοί υπεργίγαντες αστέρες, τύπου Ο, παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής μόνο στο υπεριώδες τμήμα του φάσματός τους, όπως επίσης και πολύ ισχυρές γραμμές απορρόφησης προερχόμενες από ιόντα υψηλού δυναμικού ιονισμού. Γενικότερα, σύμφωνα με την άποψη που επικρατεί σήμερα, οι ατμοσφαιρικές περιοχές πέραν της φωτόσφαιρας, δηλαδή η χρωμόσφαιρα, το στέμμα και οι μεταστεμματικές περιοχές, παρουσιάζουν ίδιες δομές με τις αντίστοιχες των αστέρων φασματικού τύπου Β.

Οι αστέρες φασματικού τύπου Ο χωρίζονται σε φασματικές υποτάξεις από Ο3 μέχρι Ο9. Οι αστέρες της υποτάξεως Ο3 έχουν φάσματα με γραμμές απορρόφησης του υψηλοτέρου επιπέδου διέγερσης και ιονισμού και έτσι κανένας αστέρας δεν έχει ακόμα βρεθεί για τον οποίο να έχουν προταθεί οι υποτάξεις Ο2, Ο1 ή Ο0 (βλ. και παρακάτω πίνακα 1).

Οι Ο- αστέρες με κέλυφος έχουν χαρακτηρισθεί σαν αστέρες Of. Ο δείκτης f, ο οποίος σημειωτέον χρησιμοποιείται μόνο στους αστέρες τύπου Ο,

www.diavrosbooks.gr

αντιπροσωπεύει εκείνους στους οποίους η εκπομπή εμφανίζεται στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å) και στο διπλά ιονισμένο άζωτο NIII (λ 4.634,41Å).

Βαθμιαία τα κριτήρια ταξινόμησης άλλαξαν. Οι Conti&Leep (1974) καθόρισαν σαν Of τους αστέρες εκείνους που παρουσιάζουν αφ' ενός μεν

- Εκπομπή στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å), αφ' ετέρου δε
- Αν είναι τύπου O3-O5 παρουσιάζουν απορρόφηση στο NV (λ 4.604Å, λ 4.620Å), ενώ
- Αν είναι τύπου O6-O9,5 παρουσιάζουν εκπομπή στον διπλά ιονισμένο άνθρακα CIII (λ 5.696Å).

Επίσης οι παραπάνω ερευνητές πρότειναν δύο ακόμα υποδιαιρέσεις με δείκτες (f) και ((f)).

- Ο δείκτης (f) παραπέμπει σε αστέρες τύπου Ο με εκπομπή στο διπλά ιονισμένο άζωτο NIII (λ 4.634,41Å), αλλά με ασθενή απορρόφηση στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å).
- Ο δείκτης ((f)) αντιπροσωπεύει τους αστέρες τύπου Ο με εκπομπή στο διπλά ιονισμένο άζωτο NIII (λ 4.634,41Å), αλλά με έντονη απορρόφηση στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å).

Γενικά οι αστέρες τύπου Of είναι μεγαλύτερης λαμπρότητας, γεγονός που δείχνει ότι η εκπομπή στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å) σχετίζεται με τη λαμπρότητα. Οι αστέρες τύπου O(f) και O((f)) είναι λιγότερο λαμπροί. Έτσι, η ακολουθία f, (f) και ((f)) αντιστοιχεί με τις τάξεις λαμπρότητας I, III και V (Walborn, 1978).

Οι O(f) και O((f)) θεωρείται ότι, αφού δεν παρουσιάζουν εκπομπή στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å), δεν έχουν εκτεταμένες ατμόσφαιρες, όπως οι Of και, ακόμα, ότι παρουσιάζουν μικρής κλίμακας απώλειας μάζας σε σχέση με τους Of.

Μερικοί αστέρες Of, όπως βρέθηκε από παρατηρήσεις στο υπέρυθρο (CohenandBarlow, 1973), περιβάλλονται από ένα νεφέλωμα κονιορτού.

Ο Conti (1988) ανέπτυξε επίσης μια μέθοδο ταξινόμησης βασισμένη στα ισοδύναμα εύρη των γραμμών του ουδετέρου ηλίου HeI λ 4471 Å και του ιονισμένου ηλίου HeII λ 4541 Å. Οι μετρήσεις έγιναν σε φάσματα διασποράς 16 Å/mm. Η μετρούμενη μεταβλητή δίνεται από τη σχέση

$$\log W' = \log W(4471) - \log W(4541),$$

όπου W το ισοδύναμο εύρος των εν λόγω γραμμών. Τα χαρακτηριστικά της ταξινόμησης αυτής φαίνονται στον επόμενο πίνακα 1:

Πίνακας 1

Φασματικός Τύπος	**Τιμές του** $\log W'$
O3	Απουσία της γραμμής HeI 4471
O4	< -0,60
O5	-0,60 ως -0,46
O5,5	-0,45 ως -0,31
O6	-0,30 ως -0,21
O6,5	-0,20 ως -0,11
O7	-0,10 ως -0,01
O7,5	+0,00 ως +0,09
O8	+0,10 ως +0,19
O8,5	+0,20 ως +0,29
O9	+0,30 ως +0,44
O9,5	≥ +0,45

Κριτήρια ταξινόμησης των αστέρων φασματικού τύπου Ο κατά τον Conti(1988)

www.diavlosbooks.gr

Ο Contieισήγαγε επιπλέον τον δείκτη «p», για αστέρες των οποίων το φάσμα δεν μπορεί να ερμηνευθεί με την ύπαρξη κανονικών ή διαστελλομένων κελυφών. Οι περισσότεροι αστέρες, προγενέστεροι του O6, είναι Of ή O(f) που είναι και αστέρες με τις μεγαλύτερες μάζες ($M >> M_0$).

Ο δείκτης e, που γενικά σημαίνει γραμμές εκπομπήςαρχικά δεν χρησιμοποιείτο για τους αστέρες τύπου O. Οι Conti & Leep (1974) εισήγαγαν τον φασματικό τύπο Oe για εκείνους τους αστέρες τύπου O που παρουσιάζουν εκπομπή που οφείλεται στις γραμμές Balmer του υδρογόνου και δεν εμφανίζουν εκπομπή που να οφείλεται στο διπλά ιονισμένο άζωτο NIII (λ 4.634,41Å) και στο ιονισμένο ήλιο HeII (λ 4.686Å).

Μερικοί αστέρες τύπου O παρουσιάζουν εκπομπή μόνο στην Hα χωρίς να παρουσιάζουν εκπομπή σε καμιά άλλη γραμμή Balmer του υδρογόνου, όπως π.χ. ο ζ Oph (HD 149757) και ο HD 46056. Αυτοί οι αστέρες ταξινομήθηκαν ωςO(e). Με άλλα λόγια, ο χαρακτηρισμός O(e) αποδίδεται σε μη έντονα φαινόμενα. Οι Oe- και O(e)- αστέρες παρουσιάζουν γραμμές απορρόφησης οι οποίες είναι πλατιές και επομένως παραπέμπουν σε μεγάλες περιστροφικές ταχύτητες. Συχνά υπάρχει ένα κεντρικό βύθισμα της γραμμής απορρόφησης πάνω στη γραμμή εκπομπής. Τέτοιου είδους φάσματα παρουσιάζονται και στους Be- αστέρες.

Ο χαρακτηρισμός Oef χρησιμοποιείται για εκείνους τους αστέρες που παρουσιάζουν εκπομπή HeII (λ 4.686Å) που είναι όμοια με εκείνη των γραμμών H στους Oe- αστέρες. Οι αστέρες Oef και O(ef) είναι όλοι προγενέστερου φασματικού τύπου, ενώ ο μεταγενέστερος τύπος της σειράς αυτής είναι ο O6,5 (βλ. και παραπάνω πίνακα). Γενικά οι Oe-αστέρες είναι μεταγενέστεροι O-τύποι.

Μεταξύ των αστέρων του ίδιου φασματικού τύπου λαμπρότεροι είναι οι αστέρες με γραμμές εκπομπής, που κατά κανόνα δείχνουν ύπαρξη εκτεταμένων ατμοσφαιρών.

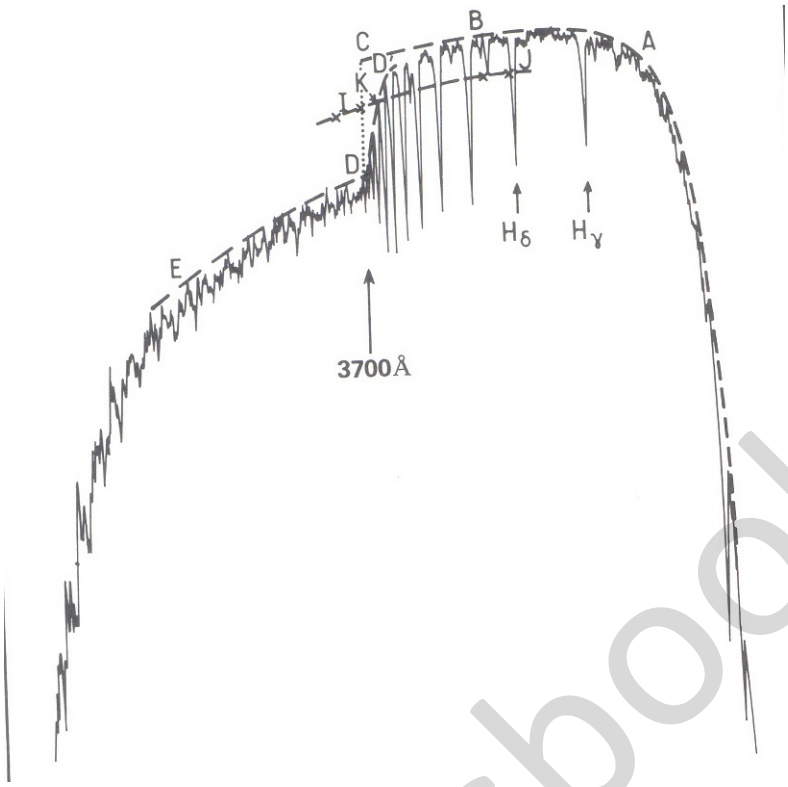
Η φασματική ταξινόμηση BCD[1]

Η φασματική αυτή ταξινόμηση είναι ποσοτική και αφορά τους O, B, A και F αστέρες. Διατυπώθηκε αρχικά από τους Chalonge και Barbier (1941) και εμπλουτίσθηκε από τους Chalonge και Divan (1952,1973) από τα αρχικά των ονομάτων των οποίων προέρχεται και η ονομασία BCD. Η κατάταξή τους γίνεται με βάση το συνεχές φάσμα και χρησιμοποιεί τις ακόλουθες παραμέτρους:

1. Το μέγεθος D της ασυνέχειας Balmer. Αυτό δίνεται από τη σχέση $D = \log F_R - \log F_V$, όπου F_R, F_V οι ροές ακτινοβολίας στα μεγάλα και στα μικρά μήκη κύματος της ασυνέχειας Balmer αντίστοιχα.
2. Το ενεργό μήκος κύματος λ_1 της ασυνέχειας του Balmer, όπως παρατηρείται σε πρισματικά φάσματα χαμηλής διασποράς που χρησιμοποιήθηκαν από τους Chalogne και Divan (220 Å/mm στην Hγ) (βλ. επόμενο σχήμα 1).

[1]Conti, P. &UnderhillA.: OstarsandWolf – Rayetstars, NASA, 1988

www.diavlos.gr



Σχήμα 1:Η θέση της ασυνέχειας Balmer όπως αυτή καθορίζεται από την παράμετρο λ_1. Οι διακεκομμένες γραμμές AB και DE αφορούν τα συνεχή των καταστάσεων Paschen και Balmer αντίστοιχα ενώ η λεία καμπύλη DD΄ ενώνει τα σημεία μεγάλης πυκνότητας μεταξύ των γραμμών Balmer. Η καμπύλη IJ προκύπτει από τα συνεχή τμήματα των καταστάσεων Paschen και Balmer αφαιρώντας το D/2 από τις εντάσεις που αντιστοιχούν στην καμπύλη AB και προσθέτοντας D/2 σε εκείνες που αντιστοιχούν στην καμπύλη DE, όπου D είναι η τιμή της ασυνέχειας Balmer που προκύπτει μέσω φασματογραφικών μετρήσεων. Η παράμετρος λ_1 είναι το μήκος κύματος που αντιστοιχεί στο σημείο K στο οποίο τέμνονται οι καμπύλες DD' και IJ. Στην περίπτωση των αστέρων φασματικού τύπου O το λ_1 κυμαίνεται από περίπου 3740 Å για τους υπεργίγαντες ως περίπου τα 3770 Å για τους αστέρες της κυρίας ακολουθίας.

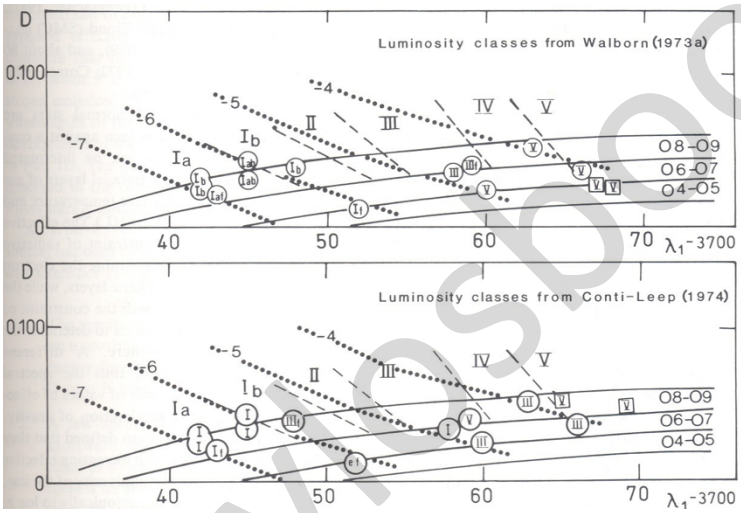
Η ακτινοβολία των περισσοτέρων αστέρων φασματικού τύπου O απορροφάται σε μεγαλύτερο ή μικρότερο βαθμό από τη μεσοαστρική ύλη, αλλά η μέτρηση του αναφερθέντος ενεργού μήκους κύματος λ_1 και του εύρους της ασυνέχειας Balmer δεν διαταράσσεται από αυτή. Το γεγονός ότι οι προηγούμενες παράμετροι χαρακτηρίζουν τις φυσικές συνθήκες του Η στη φωτόσφαιρα, σημαίνει ότι αυτές οι παράμετροι παραμένουν σχετικά ανεπηρέαστες από τις χημικές ανομοιομορφίες ή την παρουσία χαμηλής πυκνότητας περιαστρικού υλικού. Αυτό έχει ως συνέπεια οι εν λόγω παράμετροι να σχετίζονται μόνο με μεγέθη όπως η ενεργός θερμοκρασία και η βαρύτητα. Ιδιαίτερα, το ενεργό μήκος κύματος λ_1 έχει πολύ ευαίσθητη εξάρτηση από τη βαρύτητα λόγω της επίδρασης του φαινομένου Starkστη διαμόρφωση των πτερύγων γραμμών Balmer. Είναι εύκολο να παρατηρηθεί από το σχήμα 1 ότι το ενεργό μήκος κύματος λ_1 αυξάνει όταν οι πτέρυγες των γραμμών Balmer γίνονται πλατύτερες, κυμαίνεται δε από 3740 Å για τους γίγαντες μέχρι 3770 Å για τους αστέρες της Κυρίας Ακολουθίας.

Η αστρική περιστροφή και τα φαινόμενα της χρωμόσφαιρας επηρεάζουν κυρίως το κέντρο των γραμμών Balmer ενώ δεν έχουν σχεδόν καμιά επίδραση

www.diavlosbooks.gr

στην τιμή του ενεργού μήκους κύματος λ_1, το οποίο, κατά συνέπεια, είναι μια καθαρά φωτοσφαιρική παράμετρος.

Το σύστημα ταξινόμησης BCD καθώς και οι ταξινομήσεις που βασίζονται στο γραμμικό φάσμα συσχετίζονται σε μεγάλο βαθμό και οι παράμετροι D και λ_1 έχουν βαθμονομηθεί σύμφωνα με τους φασματικούς τύπους και τις τάξεις λαμπρότητας του συστήματος φασματικής ταξινόμησης Morgan-Keenan (MK). Για τους αστέρες φασματικού τύπου O η τιμή του D χρησιμοποιείται για την ταξινόμηση σε φασματικούς υπο-τύπους, αν και εξαρτάται και από την τάξη λαμπρότητας. Η τιμή του λ_1 είναι ένα καλό κριτήριο για τον προσδιορισμό της τάξης λαμπρότητας. Οι παράμετροι D και λ_1 έχουν επίσης διαβαθμιστεί κατά τέτοιο τρόπο ώστε να μπορούμε να προσδιορίσουμε απόλυτα μεγέθη (βλ. σχήμα 2).



Σχήμα 2: Η διάταξη της ταξινόμησης BCD, κατά τους Chalogne και Divan, που αφορά τους αστέρες φασματικού τύπου O. Τα όρια των φασματικών τύπων του MK συστήματος και οι περιοχές των τάξεων λαμπρότητας καθορίζονται από τις διακεκομμένες κα τις συνεχείς γραμμές. Οι καμπύλες ίσων απολύτων μεγεθών στο επίπεδο συντεταγμένων $\lambda_1 D$ για τους αστέρες φασματικού τύπου O (Chalogne&Divan 1973) παριστάνονται με τις γραμμές με κουκκίδες. Η σημασία των κύκλων και των τετραγώνων εξηγείται στο κείμενο..

Το γεγονός ότι για τους αστέρες φασματικού τύπου O το εύρος της ασυνέχειας Balmer είναι μικρό, καθώς και το ότι η αβεβαιότητα της τιμής του λ_1 είναι-σε σχέση με τους αστέρες τύπου B και A-μεγάλη, καθιστά την ταξινόμηση των O-αστέρων με τη μέθοδο BCD σχετικά δύσκολη. Παρ' όλα αυτά η χρήση νέων λεπτόκοκκων φωτογραφικών πλακών βελτιώνει σημαντικά την ακρίβεια της τιμής του λ_1, σε σχέση με την ακρίβεια που αρχικά ήταν δυνατόν να έχουμε, με αποτέλεσμα η ταξινόμηση των αστέρων φασματικού τύπου O στο σύστημα BCD να είναι ασφαλής. Στο παραπάνω σχήμα 2, τα όρια των φασματικών τύπων και των περιοχών της τάξης λαμπρότητας από το MK, καθώς και καμπύλες ίσου απολύτου μεγέθους στο επίπεδο συντεταγμένων $\lambda_1 D$ κατασκευάστηκαν από τους Chalogne & Divan (1973). Οι θέσεις των κύκλων και των τετραγώνων αντιστοιχούν σε νέες τιμές των λ_1 και D που βρέθηκαν για 16 αστέρες φασματικού τύπου O, οι οποίοι είχαν ταξινομηθεί (διαφορετικά) από τον Walborn (1973a) και από τους Conti & Leep (1974). Οι τάξεις λαμπρότητας που

www.ziavrosbooks.gr

καταγράφονται μέσα στους κύκλους ή στα τετράγωνα, είναι από τον Walborn στο επάνω διάγραμμα και από τους Conti&Leep στο κάτω διάγραμμα. Δώδεκα αστέρες (εκείνοι που παριστάνονται με κύκλο) είναι κοινοί και στα δύο διαγράμματα. Οι αστέρες που παριστάνονται με τετράγωνα ήταν ταξινομημένοι μόνο από τον Walborn ή μόνο από τουςConti&Leep. Τα διαγράμματα αυτά δείχνουν ότι οι λ_1 D τάξεις λαμπρότητας συμφωνούν πολύ καλά με τις τάξεις που αποδόθηκαν στους O- αστέρες από τα γραμμικά φάσματά τους. Η συμφωνία είναι ιδιαιτέρως καλή με τις τάξεις λαμπρότητας του Walborn.

Η μέχρι τώρα παρουσιασθείσα ταξινόμηση αφορά τους λεγόμενους κανονικούς O– αστέρες. Στην επόμενη παράγραφο παραθέτουμε τη φασματική ταξινόμηση των υπονάνων αστέρων φασματικού τύπου O.

Η ταξινόμηση των O- υπονάνων[2]

Οι υπονάνοιαστέρες φασματικού τύπου O και B, αν και από έρευνες που αφορούσαν την ίδιά τους κίνηση ανακαλύφθηκαν στατιστικά ως μια ομάδα αστέρων χαμηλής λαμπρότητας, σήμερα πλέον καθορίζονται από φασματοσκοπικά χαρακτηριστικά, τα οποία μας δίνουν τη δυνατότητα να τους χαρακτηρίσουμε ως O- ή B- τύπου.

Οι O και Bυπονάνοι αστέρες παρουσιάζουν μια ενδιαφέρουσα κατανομή ενέργειας και γραμμές πιο πεπλατυσμένες από εκείνες που έχουν οι αντίστοιχοι αστέρες της Κυρίας Ακολουθίας, ενώ η σειρά Balmer είναι ορατή μόνο πάνω από τη στοιβάδα n=10 ή n=12.

*Ένας αστέρας καλείται υπονάνος αστέρας φασματικού τύπου O αν η γραμμή HeII (λ 4.686Å) είναι ορατή***.** Στην αντίθετη περίπτωση καλείται υπονάνος αστέρας φασματικού τύπου B.

Πρέπει εντούτοις να τονισθεί ότι, προς το παρόν, δεν είναι διαθέσιμη κανενός είδους ταξινόμηση των O-υπονάνων. Οι κανονικοί O-αστέρες μπορούν, όπως είδαμε στις προηγούμενες παραγράφους, να ταξινομηθούν με τη βοήθεια της ενεργού θερμοκρασίας τους και της επιφανειακής τους βαρύτητας. Λεπτομερειακές αναλύσεις των φασμάτων των O-υπονάνων και με τη βοήθεια καταλλήλων ατμοσφαιρικών μοντέλων, δείχνουν ότι η χημική σύσταση της ατμόσφαιράς τους καλύπτει ένα πολύ ευρύ πεδίο, το οποίο εκτείνεται από το ουδέτερο H ως σχεδόν το ουδέτεροHe. Οποιοδήποτε, επομένως, σύστημα ταξινόμησής τους θα πρέπει να λάβει υπόψη του τρεις παραμέτρους. Η πρώτη αφορά την απορρόφηση κοντά στα 2078Å που αποδίδεται κυρίως στον FeIII, η δεύτερη την απορρόφηση κοντά στα 2549Å που αποδίδεται στον FeII και η τρίτη αφορά τις τέσσερις γραμμές του MgII γύρω στα 2800Å (de Jager et al. 1975, Lamers et al. 1979). Σημειώνεται ότι οι παράμετροι που σχετίζονται με την ενεργό θερμοκρασία ή την επιφανειακή βαρύτητα, παράμετροι που χρησιμοποιούνται για την ταξινόμηση των κανονικών αστέρων φασματικού τύπου O, είναι ευαίσθητες στη χημική τους σύσταση και επομένως δεν είναι σκόπιμο να συμπεριληφθούν στην περίπτωση της ταξινόμησης των υπονάνων αστέρων φασματικού τύπου O. Έτσι, στην παρούσα φάση, οι ατμοσφαιρικές παράμετροι που θα χρησιμοποιηθούν για την ταξινόμηση αυτών μπορούν να ληφθούν μόνο από την πλήρη ανάλυση του φάσματός τους. Ακόμη και η παραπάνω διατυπωθείσα διάκριση σε υπονάνους αστέρες φασματικού τύπου O και B δεν είναι σαφής, δεδομένου ότι η παρουσία ή

[2]Conti, P. &UnderhillA.: *OstarsandWolf – Rayetstars*, *NASA*, *1988*

www.diavlosbooks.gr

η απουσία της γραμμής HeII (λ 4.686Å) εξαρτάται τόσο από τη χημική σύσταση και τη βαρύτητα όσο και από την ενεργό θερμοκρασία (Kudritzki & Simon 1978).

Ταξινόμηση στην υπεριώδη (UV) περιοχή

Η μελέτη του υπεριώδους, ως γνωστόν, αφορά εκείνη την περιοχή του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος που περιορίζεται σε μήκη κύματος που εκτείνονται από τα όρια του ορατού μέχρι τις παρυφές των ακτίνων Χ. Στη μελέτη αυτή καθοριστικό ρόλο έπαιξαν τα φάσματα που συλλέχθηκαν από αρκετούς δορυφόρους που εκτοξεύθηκαν στο διάστημα, όπως ο *SecondOrbitingAstronomicalSatellite (OAO-2, NASA, 1968)*, ο *CopernicusSatellite (OAO-3, 1972)*, ο *TD1 Satellite (EuropeanSpaceResearchOrganization,ESRO, 1972)*, ο οποίος, σημειωτέον, ήταν εφοδιασμένος με δύο είδη φασματογράφων τον S2/68 και τον S59 ανάλογα με τις περιοχές μηκών κύματος, ο *SkylabS-019 Experiment (1973)* και ο *AstronomicalNetherlandsSatellite (ANS, 1974)*.

Στις 26 Ιανουαρίου 1978 εκτοξεύθηκε στο διάστημα ο πολυτιμότερος, όπως αποδείχθηκε, δορυφόρος για τη μελέτη της υπεριώδους περιοχής του φάσματος των ουρανίων σωμάτων. Το όνομα που του δόθηκε ήταν, όπως αναφέρθηκε και σε προηγούμενη παράγραφο, *Διεθνής Εξερευνητής Υπεριώδους(InternationalUltravioletExplorer, IUE*). Αρχικός του στόχος ήταν η μελέτη πολύ θερμών άστρων (φαινόμενο μέγεθος, θερμοκρασία, χημική σύσταση, δομή αέριων περιβλημάτων κ.λ.π). Σύντομα όμως οι αρχικοί στόχοι ξεπεράστηκαν. Ο *IUE* άρχισε να μελετά άστρα μακρινών σμηνών και γαλαξιών, καθώς επίσης και τη σύσταση των μεσοαστρικών νεφών και αερίων. Στοπρόγραμματου*IUE*συμμετείχανηNASA, ηSRC (U.K. ScienceResearchCouncil) καηESA (EuropeanSpaceAgency). Μελετήθηκαν φασματικές περιοχές που εκτείνονταν από 1150 μέχρι 1950 Å και από 1900 μέχρι 3200 Å, αντίστοιχα. Χρησιμοποιήθηκαν δύο ειδών κάμερες. Μια κάμερα υψηλής ανάλυσης της τάξεως των 0.2 Å και μια χαμηλής της τάξεως των 6.5 Å (Boggess et al. 1978a, 1978b).

Με τη βοήθεια του *IUE*είναι πλέον στη διάθεσή μας ένας μεγάλος αριθμός υπεριωδών φασμάτων, τα οποία είναι συγκεντρωμένα σε δύο μεγάλους καταλόγους. Τον *IUEUltravioletSpectralAtlas*(Wu et al. 1983), στον οποίο είναι καταγεγραμμένα φάσματα χαμηλής ανάλυσης από 175 άστρα, μεταξύ των οποίων συμπεριλαμβάνονται και 18 αστέρες φασματικού τύπου από O3 μέχρι O9.5 και τον *IUELow- DispersionSpectraReferencesAtlas*(Heck et al. 1984), στον οποίο είναι καταγεγραμμένα φάσματα υψηλής και χαμηλής ανάλυσης από 229 αστέρες μεταξύ των οποίων συμπεριλαμβάνονται και 42 αστέρες φασματικού τύπου O. Είναι πλέον στη διάθεσή μας ικανός αριθμός υπεριωδών φασμάτων γεγονός που μας επιτρέπει να εξετάσουμε τα κριτήρια ταξινόμησης στο υπεριώδες. Είμαστε επίσης σε θέση να προχωρήσουμε περαιτέρω και να ερευνήσουμε το πώς θα ήταν η φασματική ταξινόμηση αν το υπεριώδες ήταν σε εμάς η μόνη γνωστή φασματική περιοχή. Δεν αναμένεται πλήρης ομοιότητα μεταξύ των ταξινομήσεων στις περιοχές του ορατού και του υπεριώδους, δεδομένου ότι οι φασματικές γραμμές που μπορούν να παρατηρηθούν στις δύο αυτές περιοχές διαφέρουν και ως προς τη φύση τους και ως προς την προέλευσή τους. Οι πιο έντονες γραμμές των περισσοτέρων στοιχείων βρίσκονται μέσα στη φασματική περιοχή του υπεριώδους και επομένως είναι πιθανόν να είναι περισσότερο ευαίσθητες στις ανωμαλίες της χημικής σύστασης του αστέρα (Conti, P. & Underhill A.: *O stars and Wolf – Rayet stars*, *NASA*, *1988*)

Οι γραμμές που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή σχηματίζονται γενικά στη φωτόσφαιρα. Οι έντονες γραμμές στο υπεριώδες προέρχονται από τα

www.physicsbooks.gr

εξωτερικά στρώματα του αστέρα πέρα από τη φωτόσφαιρα. Ως εκ τούτου οι φασματικές ταξινομήσεις στο υπεριώδες μπορούν να δίνουν πληροφορίες για μη φωτοσφαιρικά φαινόμενα, φαινόμενα που αγνοούνται κατά τις ταξινομήσεις στο ορατό. Στα υπάρχοντα ωστόσο θεωρητικά μοντέλα, τα μη φωτοσφαιρικά φαινόμενα δε συνδέονται με τις βασικές παραμέτρους της φωτόσφαιρας και έτσι τα σημαντικότερα μεγέθη που χαρακτηρίζουν τον αστέρα, όπως η λαμπρότητα, η μάζα και το γεωμετρικό του μέγεθος απεικονίζονται καλύτερα στην ορατή περιοχή του φάσματος, από τις γραμμές δηλαδή που έχουν σαν προέλευσή τους τη φωτόσφαιρα.

Πρέπει επίσης να παρατηρήσουμε ότι τα φάσματα στο υπεριώδες είναι γενικά γεμάτα από μίξεις (blends) αστρικών και μεσοαστρικών γραμμών σε τέτοιο βαθμό, ώστε να καθίσταται αναγκαίο η ανάλυση των φασμάτων ταξινόμησης να είναι εφάμιλλη (ή και καλύτερη) με εκείνη του συστήματος MK (Morgan-Keenan), η οποία, σημειωτέον ανέρχεται στην τιμή $\lambda / \Delta\lambda \approx 2000$.

Μια άλλη δυσκολία που συναντά κανείς στην υπεριώδη φασματική ταξινόμηση, είναι η, προς το παρόν, έλλειψη των διαθέσιμων ατομικών δεδομένων, με αποτέλεσμα το ποσοστό άγνωστης ταυτότητας γραμμών να ανέρχεται περίπου στο 50%. Εντούτοις έχουν γίνει διάφορες προσπάθειες για ταξινόμηση με κριτήριο το υπεριώδες. Θα δώσουμε εν συντομία μερικές από αυτές που αφορούν και τους θερμούς αστέρες (Conti, P. & UnderhillA.: *Ostarsand Wolf – Rayet stars*, *NASA*, *1988*)

Σε χαμηλή ανάλυση, η φασματική περιοχή που ξεκινάει από τα 1900Å και κατευθύνεται προς τα μεγαλύτερα μήκη κύματος, λίγο ή πολύ, δεν παρουσιάζει τίποτε το ιδιαίτερο για τους O- αστέρες. Τα χαρακτηριστικά που παρουσιάζονται στις γραμμές έχουν κυρίως μεσοαστρική προέλευση. Αντίθετα, για μήκη κύματος μεταξύ 1150 και 1900 Å παρατηρούνται κάποια γνωρίσματα, τα οποία είναι εν γένει μίξεις (blends) διαφόρων γραμμών.

Για τους σκοπούς ταξινόμησης χρησιμοποιήθηκαν φάσματα από τον φασματογράφο S59 του *TD1 Satellite*, τα οποία καλύπτουν τις περιοχές μηκών κύματος από 2060 ως 2160Å, και από 2590 ως 2870Å με μέση φασματική ανάλυση 1,8Å. Από τα φάσματα αυτά προέκυψε το μέσο υπεριώδες φάσμα των αστέρων προγενέστερου τύπου που έχει εξετασθεί. Όπως αναφέρθηκε και παραπάνω, έχουν επιλεγεί τρία χαρακτηριστικά: Το πρώτο αφορά την απορρόφηση κοντά στα 2078Å που αποδίδεται κυρίως στον FeIII, το δεύτερο αφορά την απορρόφηση κοντά στα 2549Å που αποδίδεται στον FeII και το τρίτο αφορά τις τέσσερις γραμμές του MgII γύρω στα 2800Å (de Jager et al., 1975, Lamers et al., 1979)Αντί να υπολογίζουμε τα ισοδύναμα εύρη, καθορίζουμε τις μέσες τιμές της ροής ακτινοβολίας η οποία μετράται σε μια στενή περιοχή περί το μήκος κύματος της γραμμής απορρόφησης των ιόντων FeII, FeIII και MgII. Οι μέσες αυτές τιμές της ροής ακτινοβολίας συμβολίζονται με <FeII>, <FeIII> και <MgII> αντίστοιχα. Τα αποτελέσματα για 138 αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου, που παρατηρήθηκαν με έναν ευνοϊκό λόγο σήματος προς θόρυβο, μας οδηγούν στο συμπέρασμα ότι οι προαναφερθείσες μέσες τιμές δεν είναι αποτελεσματικές για τους αστέρες φασματικού τύπου O. Η <FeII> παρουσιάζει ιδιαίτερη ευαισθησία σε σχέση με τη λαμπρότητα για αστέρες μεταγενέστερους του φασματικού τύπου B2, η <FeIII> είναι επίσης μια ευαίσθητη παράμετρος σε σχέση με τη λαμπρότητα για αστέρες φασματικού τύπου από B2 ως B5, ενώ ο λόγος <FeIII>/<FeII> είναι ένας άμεσα εξαρτημένος δείκτης από τη θερμοκρασία για αστέρες μεταγενέστερου φασματικού τύπου από τον B2 (Lamers et al., 1979). Επιπλέον η <MgII> βρίσκεται σε μεγάλη συσχέτιση με την ενεργό

www.diafnisbooks.gr

θερμοκρασία T_{eff} των αστέρων φασματικού τύπου B3, ενώ επηρεάζεται σε μεγάλο βαθμό από μεσοαστρικές συνιστώσες απορρόφησης, οι οποίες δεν μπορούν να αγνοηθούν για αστέρες θερμότερους από τους B5 (Lamers & Snijders 1975).

Από τις πληροφορίες που περιέχονται στις παρατηρήσεις του *TD1-S2/68* (1350 – 2250Å), οι Cucchiaro et al. (1976, 1977, 1978a, 1978b) ερεύνησαν το ενδεχόμενο προσδιορισμού φασματικών τύπων στο MK σύστημα. Η μελέτη τους εκτείνεται από αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου B μέχρι τους αστέρες μεταγενέστερου τύπου. Η ταξινόμηση αυτή αφορά κυρίως τους B-αστέρες, αλλά θα μπορούσε να εφαρμοστεί και στους O- αστέρες.

Οι Panek & Savage (1976), από τα μικρού μήκους κύματος φάσματα του δορυφόρου *OAO-2*,προσδιόρισαν τις φυσικές παραμέτρους που συνεισέφεραν περισσότερο στην ένταση των σχηματισμών που παρουσιάζονται στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου O και B. Τα χαρακτηριστικά της ταξινόμησης αυτής φαίνονται στον παρακάτω πίνακα 2:

Πίνακας 2

λ(Α)	**Κύρια συνεισφορά**	**Σχόλια**
1175	CIII (1175-1176, UV4)	Μέγιστη ένταση γύρω στους αστέρες B1. Δεν εξαρτάται από τη λαμπρότητα.
1215	HI (1216, Lα) SiIII (1217, UV2) NV (1239-1243, UV	Για αστέρες θερμότερους των B2, το χαρακτηριστικό αυτό δημιουργείται λόγω της μεσοαστρικής απορρόφησης. Για ψυχρότερους αστέρες η αστρική γραμμή κυριαρχεί.
1300	SiIII (1295- 1303, UV4) SiII (1304- 1309, UV3)	Η γραμμή SiIII κυριαρχεί στους B-αστέρες προγενέστερου τύπου. Η γραμμή SiII κυριαρχεί στους B-αστέρες μεταγενέστερου τύπου. Το χαρακτηριστικό αυτό αυξάνει σε ένταση καθώς προχωράμε σε ψυχρότερους φασματικούς τύπους και αυξάνει ελαφρώς σε ένταση σε σχέση με την αύξηση της λαμπρότητας.
1400	SiIV (1394-1403 UV1)	Μέγιστη ένταση γύρω από τους αστέρες B1. Μεγάλη ευαισθησία σε σχέση με τη λαμπρότητα. Παρατηρούνται περιγράμματα PCygni για τους πολύ λαμπρούς O- αστέρες.
1550	CIV (1548- 1551, UV1)	Η μέγιστη ένταση παρατηρείται σε αστέρες φασματικού τύπου προγενέστερου του O9. Μεγάλη εξάρτηση από τη λαμπρότητα, περίγραμμα PCygni για τους πολύ λαμπρούς O- αστέρες.
1600-1640	FeIII (1601-1611, UV 118) Al (1600-1612) NII (1627-1630) HeII (1640, UV 12) και αγνώστου ταυτότητας γραμμές στα 1621, 1632	Η ένταση αυτής της πλατιάς μείξης (blend) γραμμών παραμένει σχετικά ανεπηρέαστη από το φασματικό τύπο, αλλά παρουσιάζει ευαίσθητη εξάρτηση από τη λαμπρότητα.
1720	NIV (1719, UV 7) CII (1720-1722, UV 14.02) AlII (1719-1725 UV 6)	Η ένταση αυτού του σχηματισμού είναι σχετικά ανεξάρτητη από το φασματικό τύπο, αλλά παρουσιάζει ευαίσθητη εξάρτηση από τη λαμπρότητα (Underhilletal. 1972).

www.diavlos.gr

Οι Panek & Savage (1976) πραγματοποίησαν, επίσης, μια εκτεταμένη ανάλυση των γραμμών συντονισμού του CIV στα 1548 και 1550Å και του SiIV στα μήκη 1393, 1402Å, οι οποίες είναι γενικά πολύ έντονες στους θερμούς φωτεινούς αστέρες. Στους νάνους η απόλυτη ένταση των μείξεων (blends) του CIV και του SiIV σχετίζεται σε μεγάλο βαθμό με τον φασματικό τύπο. Η απορρόφηση του CIV αυξάνεται απότομα από τον φασματικό τύπο B2 προς τον O9. Για νάνους προγενέστερους του O9 το παρατηρούμενο υλικό είναι πάρα πολύ περιορισμένο για να έχουμε ασφαλή συμπεράσματα της συμπεριφοράς του CIV. Το χαρακτηριστικό του SiIV αυξάνεται ομαλά σε ένταση, από το μη μετρήσιμο περί το B3 μέχρι σε κάποιο μέγιστο κοντά στο B1 για να μειωθεί στη συνέχεια για τους αστέρες φασματικού τύπου Ο. Το ισοδύναμο πλάτος των γραμμών συντονισμού του CIV και SiIV αυξάνεται κατά έναν συντελεστή 2 ή 3, καθώς προχωράμε από τους νάνους στους υπεργίγαντες για κάποιο δεδομένο φασματικό τύπο.

Οι γενικές αυτές μεταβολές στις εντάσεις των γραμμών συντονισμού των CIV και SiIV έχουν επίσης αναγνωρισθεί και από τους Henize et al. (1975), οι οποίοι βασίσθηκαν σε δεδομένα από τον δορυφόρο *SkylabS-019 Experiment*. Οι Henize et al. (1981) παρουσίασαν επίσης ένα σύστημα ταξινόμησης. βασιζόμενο στα φάσματα 133 αστέρων που κάλυπταν ολόκληρη τη φασματική περιοχή, ήτοι από τους αστέρες φασματικού τύπου Ο μέχρι τους αστέρες φασματικού τύπου B2. Διαπίστωσαν, επίσης, την ίδια ποιοτική συμπεριφορά των τιμών των εντάσεων στις γραμμές των SiIV και CIV σε σχέση με τη θερμοκρασία, όπως εκείνη των Panek και Savage (1976) που αναφέρθηκε παραπάνω. Οι Henize et al. (1981) παρατήρησαν, επίσης, περιγράμματα P-Cygni στους πιο θερμούς και πιο λαμπρούς αστέρες. Τα περιγράμματα αυτά έδειξαν ότι η εκπομπή του CIVεμφανίζεται στους νάνους όταν ο φασματικός τύπος είναι προγενέστερος από O7-O8, για τους γίγαντες όταν ο φασματικός τύπος είναι προγενέστερος από O9-O9.5 και για τους υπεργίγαντες όταν ο φασματικός τύπος είναι επίσης προγενέστερος από B1-B2. Η εκπομπή του SiIV περιορίζεται σε υπεργίγαντες φασματικού τύπου O4-B0. Τελικά η χρήση του διαγράμματος της έντασης στην περιοχή του CIV συναρτήσει του λόγου των εντάσεων log(SiIV/CIV) θεωρείται πρωταρχικό εργαλείο για την ταξινόμηση. Για τη βελτίωση αυτής της ταξινόμησης μπορούν, σύμφωνα πάντα με τους Henizeetal., να χρησιμοποιηθούν επιπλέον κριτήρια, όπως η παρουσία εκπομπής CIV ή SiIV. Ο σκοπός όλων των προσπαθειών ταξινόμησης που περιγράφηκαν παραπάνω, είναι η όσο το δυνατόν καλύτερη αναπαραγωγή ταξινόμησης MK.

Όπως αναφέρθηκε προηγουμένως, μια άλλη δυνατότητα είναι να προσπαθήσει να αναπτύξει κανείς ένα σύστημα ταξινόμησης στο υπεριώδες αγνοώντας πλήρως τη φασματική περιοχή του ορατού. Μια πρώτη προσπάθεια στην κατεύθυνση αυτή έγινε από τον Cucciaro (1982), ο οποίος χρησιμοποίησε υλικό προμηθευμένο από το φαματογράφοS2/68 του δορυφόρου *SkylabS-019 Experiment*. Το υπόβαθρο της MK ταξινόμησης είναι ακόμη πιο έντονο σε αυτή την εργασία και ο αριθμός των φασμάτων (περίπου 1900) είναι πολύ μικρός για να μιλήσει κανείς για την εισαγωγή ενός πραγματικά νέου συστήματος ταξινόμησης στο υπεριώδες. Εξήχθησαν όμως μερικά γενικά συμπεράσματα που πραγματεύονται κυρίως στην εργασία του Jaschek (1982). Το πρώτο αφορά το γεγονός ότι τα υπεριώδη φάσματα μπορούν να χωρισθούν σε δύο ομάδες, στα

www.uranosbooks.gr

κανονικά και στα ανώμαλα (όπως και στην ορατή περιοχή). Η ομάδα με τα κανονικά υπεριώδη φάσματα καθώς και εκείνη με τα κανονικά οπτικά έχουν τους περισσότερους από τους αστέρες τους κοινούς, αλλά όχι όλους. Το δεύτερο συμπέρασμα δείχνει ότι υπάρχει ένα μεγαλύτερο ποσοστό ανώμαλων φασμάτων στο υπεριώδες απ' ότι στην ορατή φασματική περιοχή, αν και η υπεριώδης διακριτική ικανότητα είναι πολύ μικρότερη από την αντίστοιχη ορατή. Με μια καλύτερη ανάλυση στο υπεριώδες, μπορεί μόνο να αυξηθεί το ποσοστό των ανώμαλων αστέρων.

Μια πραγματικά ανεξάρτητη υπεριώδης φασματική ταξινόμηση μπορεί να βασιστεί μόνο στην εξέταση πολλών χιλιάδων φασμάτων, που να έχουν ανάλυση συγκρίσιμη με εκείνη των φασμάτων του συστήματος ταξινόμησης MK. Οι παρατηρήσεις του *IUE* έχουν καταγράψει τις χιλιάδες αυτές των φασμάτων. Ύστερα από το εργαστήριο στην αστρική ταξινόμηση UV, που κρατήθηκε τον Οκτώβριο 1981 στον *VILSPA* (σταθμό παρακολούθησης του IUE από την ESA) δημιουργήθηκε μια ομάδα εργασίας, κύριος σκοπός της οποίας είναι η προμήθεια, στο εγγύς μέλλον, μιας σειράς από βαθμολογημένα φάσματα, μικρής διασποράς, καλύπτοντας όλους τους φασματικούς τύπους. Οι Hecketal. (1984) παραθέτουν μια αστρική φασματική ταξινόμηση που βασίζεται σε αυτά τα δεδομένα. Η διακριτική ικανότητα των φασμάτων μικρής διασποράς του *IUE*συμβάλλει στο να υπάρξει σημαντική βελτίωση στα δεδομένα του φασματογράφου S2/68 του *SkylabS-019 Experiment*, αλλά παραμένει ακόμη μικρότερη από τη διακριτική ικανότητα των φασμάτων της ταξινόμησης MK. Ο Baschek (1982) πρότεινε να χρησιμοποιηθούν τα φάσματα υψηλής ανάλυσης του *IUE* για αστρική φασματική ταξινόμηση στο υπεριώδες.

Πρέπει, πάντως, να τονισθεί ότι η υφιστάμενη φασματική ταξινόμηση των αστέρων αφορά κυρίως την ορατή περιοχή του φάσματος. Μελετώντας όμως την υπεριώδη περιοχή του φάσματος, όπου και εκπέμπεται το μέγιστο της ακτινοβολίας των αστέρων φασματικού τύπου Ο, έχει διατυπωθεί η άποψη ότι, λόγω των φαινομένων που παρουσιάζεται στα φάσματά τους -όπως οι φυσικοί μηχανισμοί δημιουργίας μεγάλων και μικρών ακτινικών ταχυτήτων και ταχυτήτων περιστροφής-η φασματική ταξινόμηση των θερμών αστέρων εκπομπής (hotemissionsstars) δεν είναι απόλυτα ακριβής. Για παράδειγμα, ο Walborn 1971, οι Walborn&Panek 1984 και οι Walborn&Nichols-Bohlin 1987, αναφέρουν ότι υπάρχει εξάρτηση των περιγραμμάτων των γραμμών από το φασματικό τύπο και την τάξη λαμπρότητας. Αυτό υποδηλώνει, έμμεσα, ότι είναι δυνατόν στο φάσμα ενός αστέρα κάποιου φασματικού τύπου να παρατηρήσουμε περιγράμματα που αντιστοιχούν σε αστέρα άλλου φασματικού τύπου. Έτσι, πολλοί αστέρες φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν χαρακτηριστικά αστέρων μεταγενέστερων Oe αστέρων και αντιστρόφως. Αυτό σημαίνει ότι μια νέα φασματική ταξινόμηση με βάση τα φασματικά χαρακτηριστικά στην υπεριώδη περιοχή του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος φαίνεται να είναι αναγκαία.

Στην επόμενη παράγραφο θα εντοπίσουμε κάποιες παρατηρήσεις που αφορούν το γραμμικό φάσμα των Oe-, αλλά και των Be- αστέρων, στην υπεριώδη (UV) φασματική περιοχή.

Το γραμμικό φάσμα των αστέρων Oe στην υπεριώδη (UV) φασματική περιοχή[3]

[3]ΔανέζηςΕμ., Θεοδοσίου Ευστρ.: *Το Σύμπαν που αγάπησα*, *Τόμος Α*, Εκδόσεις «Δίαυλος», Αθήνα 1999'

www.kallipos.gr

Η μελέτη της υπεριώδους περιοχής (UV) του φάσματος των αστέρων φασματικών τύπων Ο και Oe, αλλά και Β και Be, έφερε στο φως τέσσερα νέα δεδομένα που δεν προβλέπονται από την κλασική θεωρία των αστρικών ατμοσφαιρών.

Όπως αποδείχτηκε, στη φασματική αυτή περιοχή στα φάσματα των αστέρων τύπου Ο και Oe παρατηρούνται πολύ ισχυρές γραμμές απορρόφησης, οι οποίες δημιουργούνται από ιόντα υψηλού δυναμικού ιονισμού, όπως OIV, NV, SiIV, CIV, NIV. Οι βαθμοί ιονισμού αυτών των ιόντων είναι πολύ υψηλότεροι από αυτούς που μπορούν να προβλεφθούν με βάση τις ενεργές θερμοκρασίες αυτών των αστέρων κάτω από συνθήκες ακτινοβολιακής ισορροπίας. Για να εξηγηθεί η παρουσία αυτών των γραμμών είναι αναγκαία η παραδοχή της ύπαρξης μιας μη ακτινοβολιακής ροής ενέργειας. Η μη ακτινοβολιακή όμως ροή ενέργειας συνεπάγεται την ύπαρξη περιοχών στην ατμόσφαιρα των αστέρων φασματικών τύπων Ο και Oe που να αντιστοιχούν σε περιοχές αντίστοιχες της ηλιακής χρωμόσφαιρας και του στέμματος.

Οι μεγάλες μετατοπίσεις των γραμμών απορρόφησης των πολλαπλώς ιονισμένων στοιχείων, αντιστοιχούν σε ταχύτητες που φθάνουν ακόμα και τα 3000 Km/sec, οι οποίες είναι μεγαλύτερες από την ταχύτητα διαφυγής στην επιφάνεια των αστέρων. Η ύπαρξη τόσο μεγάλων ταχυτήτων στα ατμοσφαιρικά στρώματα των αστέρων φασματικών τύπων Ο και Oe αποδεικνύει την ύπαρξη ροής μάζας.

Οι εντάσεις, τα προφίλ (περιγράμματα) και οι μετατοπίσεις των γραμμών αυτών μπορούν να είναι διαφορετικές για δύο κανονικούς ή ιδιόμορφους αστέρες του ίδιου φασματικού τύπου και τάξεως λαμπρότητας. Αυτό σημαίνει ότι οι κατανομές ταχυτήτων και πυκνότητας στις υπεριονισμένες περιοχές μπορούν να είναι διαφορετικές για δύο αστέρες που χαρακτηρίζονται από τις ίδιες τιμές T_{eff} και gκαι συνεπώς οι δύο αυτές παράμετροι δεν είναι επαρκείς για να περιγράψουν τα εξώτερα στρώματα της ατμόσφαιρας ενός αστέρα φασματικού τύπου Ο ή Oe.

Η μεταβολή των μετατοπίσεων, των εντάσεων και των περιγραμμάτων των γραμμών των υπεριονισμένων στοιχείων είναι ένα φαινόμενο που παρατηρείται τόσο στους κανονικούς αστέρες φασματικών τύπων Ο, όσο και στους ιδιόμορφους αστέρες φασματικού τύπου Oe.

Η ύπαρξη μη ακτινοβολιακής ροής ενέργειας στους αστέρες Ο και Oe είναι ισχυρή ένδειξη ότι η ατμόσφαιρές τους έχουν όμοιες ακτινικές κατανομές θερμοκρασίας. Αυτό σημαίνει ότι και για τους δύο τύπους αστέρων οι περιοχές πάνω από τη φωτόσφαιρα είναι κατά σειρά, η χρωμόσφαιρα, το στέμμα και η μεταστεμματική περιοχή.

Η εικόνα των αερίων κελυφών τα οποία περιβάλλουν τους αστέρες φασματικού τύπου Oe, αλλά και τους αστέρες φασματικού τύπου Be, παρουσιάζεται ακόμη σύνθετη μετά τα αποτελέσματα που παρουσίασαν οι Danezis et al. (1988-1995) μέσω μιας σειράς εργασιών (βλ. επόμενη παράγραφο). Οι παρατηρήσεις τους έδειξαν ότι μια σειρά φασματικών γραμμών απορρόφησης διαφόρων δυναμικών ιονισμού, συνοδεύονταν από μια, δύο αλλά και τρεις *διακριτές συνιστώσες απορρόφησης (DiscreteAbsorptionComponents, DACs)*, εντελώς διαφορετικών ακτινικών μετατοπίσεων. Αυτό σημαίνει ότι μέσα στα αέρια κελύφη των αστέρων των παραπάνω αναφερθέντων φασματικών τύπων, δημιουργούνται τοπικά περιοχές αυξημένης πυκνότητας, οι οποίες φαίνονται να απομακρύνονται από τους αστέρες με διαφορετικές ταχύτητες.

Λεπτομέρειες για το θέμα των διακριτών συνιστωσών απορρόφησης και για το μοντέλο που τις περιγράφει θα δούμε στις επόμενες παραγράφους.

www.physicsbooks.gr

Οι φασματικές γραμμές συντονισμού των ιόντων CIV, NIV, NV και SiIV στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Oe.

Οι γραμμές συντονισμού των ιόντων CIV (λλ 1548.155, 1550.774 Å), NIV (λ 1718.80 Å), NV (λλ 1238.821, 1242.804 Å) και του SiIV (λλ 1393.755, 1402.730 Å) στο υπεριώδες δημιουργούνται από τις μεταπτώσεις $1s^2(^1S)2s - 1s^2(^1S)2p$ για τον CIV, $2s(^2S)2p - 2p^2$ για το NIV, $1s^2(^1S)2s - 1s^2(^1S)2p$ για το NV και $3s^2S\text{-}3p^2P^0$ για το SiIV. Οι γραμμές αυτές φαίνονται συνήθως ως έντονοι σχηματισμοί στα φάσματα των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων και μπορούν να χρησιμοποιηθούν σαν ένα χρήσιμο εργαλείο για τη μελέτη της δομής των αντίστοιχων ατμοσφαιρικών περιοχών. Αυτός είναι ο σημαντικότερος λόγος που οι εν λόγω γραμμές έγιναν αντικείμενο μελέτης πολλών ερευνητών.

Οι Snow & Morton (1976), σε μία εκτεταμένη έρευνα που περιελάμβανε δείγμα 47 αστέρων φασματικού τύπου O και B, θέλοντας να μελετήσουν φαινόμενα απώλειας μάζας που παρατηρούνται στην υπεριώδη περιοχή του φάσματος των αστέρων των εν λόγω φασματικών τύπων, παρατήρησαν ότι η ύπαρξη γραμμών συντονισμού του SiIV παραπέμπουν σε μεγάλη απώλεια μάζας στην υπό μελέτη φασματική περιοχή. Σημειώνουν, επίσης, ότι οι υπεργίγαντες φασματικού τύπου O αλλά και B (συγκεκριμένα από O4I μέχρι B0.5I) παρουσιάζουν ισχυρά περιγράμματα PCygni.

Οι Panek & Savage (1976), σε μια μελέτη τους που αφορούσε φάσματα 118 αστέρων φασματικού τύπου O και B, από το δορυφόρο OAO-2, παρατήρησαν ότι η ένταση των γραμμών του CIV και του SiIV στο υπεριώδες εξαρτάται από το φασματικό τύπο και την τάξη λαμπρότητας. Στην περίπτωση των νάνων αστέρων, η ένταση των γραμμών τόσο του CIV όσο και του SiIV αυξάνει από τους αστέρες O προς τους B, παρουσιάζει μια μέγιστη τιμή στους B0-B1, ενώ οι γραμμές αυτές εξαφανίζονται σε αστέρες μεταγενέστερους των B3. Παρατήρησαν, επίσης, ότι η ένταση των γραμμών αυτών βαίνει αυξανόμενη κατά μια σχέση 2:3 από τους νάνους αστέρες προς τους υπεργίγαντες.

Ο Snow (1977) παρατήρησε στενές συνιστώσες των γραμμών απορρόφησης των ιόντων SiIV, CIII και NV στην υπεριώδη περιοχή του φάσματος 15 αστέρων φασματικών τύπων O και B. Οι συνιστώσες αυτές βρίσκονταν σε υπέρθεση με τις ευρείες συνιστώσες απορρόφησης με περιγράμματα PCygni. Οι περισσότερες εμφάνιζαν σταθερές ταχύτητες, αλλά, σε κάποιες περιπτώσεις, μεταβλητή ένταση. Πρότεινε ότι, αφού η ταχύτητα είναι σταθερή, θα πρέπει αυτές οι γραμμές να δημιουργούνται εξ αιτίας μιας σταθερής δομής μέσα στον αστρικό άνεμο.

Αναφέρει, επίσης, ότι η αρχική υπόθεση ήταν ότι «οι ευρείες συνιστώσες απορρόφησης» προέρχονται από πυκνώματα ύλης μέσα στους αστρικούς ανέμους, όπως είναι τα κρουστικά μέτωπα (shockfronts) ή οι φυσαλίδες αερίου, που απομακρύνονται ακτινικά από τους αστέρες. Αυτοί οι σχηματισμοί κατά πάσα πιθανότητα, συνεχίζει ο Snow (1977),αναπαριστούν είτε θερμοβαθμίδες είτε επίπεδα στα πεδία ταχυτήτων. Σε τέτοιες περιπτώσεις, δεν είναι απαραίτητη η ύπαρξη πυκνωμάτων ύλης για τον σχηματισμό των παρατηρούμενων φασματικών σχηματισμών. Όμως, επειδή οι «στενές συνιστώσες απορρόφησης» διαφορετικών ιόντων σε έναν αστέρα, συνήθως, δεν εμφανίζονται με την ίδια ταχύτητα, απαιτείται η ύπαρξη πολλών επιπέδων ταχυτήτων, με διαφορετικές θερμοκρασίες ιονισμού. Στην περίπτωση της θερμοβαθμίδας μια τέτοια δυσκολία

www.oiavlosbooks.gr

παρακάμπτεται, αλλά τότε τα χαμηλότερα επίπεδα ιονισμού θα πρέπει να δημιουργούν στενές συνιστώσες σε υψηλότερες ταχύτητες, ενώ κάτι τέτοιο δεν παρατηρήθηκε.[4]

Οι Lamers & Snow (1978)αναφέρουν ότι οι γραμμές συντονισμού του NV (καθώς και του OIV) στην υπεριώδη περιοχή του φάσματος κατεγράφησαν σε περιοχές αριστερά της διαιρεμένης γραμμής σε περιοχές που αντιστοιχούν σε τιμές θερμοκρασίας και βολομετρικού μεγέθους που κυμαίνονται από ($\log T_{eff}$, M_{bol})=(4.5, -6.0) μέχρι ($\log T_{eff}$, M_{bol})=(4.2, -9.0), ενώ οι γραμμές συντονισμού του SiIV παρατηρούνται στα φάσματα όλων σχεδόν των αστέρων που παρουσιάζουν φαινόμενα απώλειας μάζας. Αναφέρουν, επίσης, ότι τα άστρα στα οποία εμφανίζονται γραμμές του NV (αλλά και του OIV) πρέπει να έχουν θερμοκρασία κελύφους $T_{env} \approx 4 \pm 2 \times 10^5 K$, γεγονός που μπορεί να δικαιολογήσει την ισορροπία στα φαινόμενα ιονισμού που παρατηρούνται στα κελύφη των εν λόγω αστέρων. Τα άστρα εκείνα στα οποία εμφανίζονται γραμμές SiIV αλλά όχι γραμμές OIV ή NV πρέπει να παρουσιάζουν θερμοκρασία κελύφους $T_{env} \approx 7 \pm 3 \times 10^4 K$. Προκειμένου να ξεχωρίσουν τις φωτοσφαιρικές από τις περιαστρικές γραμμές του SiIV στηρίχτηκαν στην παρουσία ή απουσία των εκτεταμένων μπλε πτερύγων ή στη μετατόπιση του κέντρου της γραμμής προς μικρότερα μήκη κύματος. Θεώρησαν ότι ο ιονισμός λόγω ακτινοβολίας δεν αρκεί να ερμηνεύσει την παρουσία ιόντων SiIV. Έτσι, πρότειναν ότι η απαιτούμενη υψηλή θερμοκρασία της τάξης των 1-2×10^5K εμφανίζεται στα υψηλότερα στρώματα του κελύφους που περιβάλλει τον αστέρα, όπου τα ιόντα του SiIV δημιουργούνται από ιονισμό λόγω συγκρούσεων.

Οι Bruhweiler, Kondo & McCluskey (1980)σε μια έρευνά τους που αφορούσε τη μελέτη 18 διπλών κλειστών συστημάτων αστέρων προγενέστερου φασματικού τύπου (early – typeclosebinaries) στη φασματική περιοχή του υπεριώδους, αναφέρουν ότι ο λόγος των μεσοαστρικών πυκνοτήτων στήλης των ιόντων CIV/SiIV προσεγγίζει, με πολύ μικρή απόκλιση, την τιμή 0.8/4.5. Για την συσχέτιση αυτή εκφράζουν την άποψη ότι θα πρέπει να υπάρχει μια περιοχή με θερμοκρασία της τάξεως των 50.000 K.

Οι Black et al. (1980) παρατηρώντας, με τη βοήθεια του δορυφόρου InternationalUltravioletExplorer (IUE), 25 άστρα φασματικού τύπου O, καταγράφουν τις μεσοαστρικές απορροφήσεις των γραμμών SiV, CIV και NV. Σημειώνουν ότι ισχυρές γραμμές απορρόφησης εμφανίζονται στα ιόντα SiVκαι CIV στους 11 από τους 27 αστέρες οι δε εντάσεις (strength) των γραμμών αυτών είναι σε ασυμφωνία με τη δομή τους (formation) στο ίδια περιοχή όπου υπάρχει θερμό αέριο το οποίο είναι υπεύθυνο για το σχηματισμό της γραμμής του OIV.

Οι Henize et al. (1981), πρότειναν ότι οι γραμμές του SiIV και του CIV στο υπεριώδες αποτελούν ένα χρήσιμο κριτήριο για τη φασματική ταξινόμηση των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων, καθώς αυτές οι γραμμές είναι οι ισχυρότερες και εκείνες με τη μεγαλύτερη μεταβλητότητα στην περιοχή του μακρινού υπεριώδους. Στην απεικόνιση της λαμπρότητας συναρτήσει του φασματικού τύπου κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι στην περίπτωση των αστέρων με τάξεις λαμπρότητας IV και V οι γραμμές απορρόφησης του SiIV δεν εμφανίζονται στα φάσματα των αστέρων που είναι προγενέστεροι του O9, εμφανίζουν ένα μέγιστο στους B1 και ασθενούν μέχρι να εξαφανιστούν μετά τους B3 αστέρες. Όμως, στην περίπτωση των αστέρων τάξης λαμπρότητας από I μέχρι

[4]Η κατάσταση αυτή εντούτοις καταγράφεται στον AX- Mon από τον Danezis (1984, 1984, 1991) (πρβλ. κατωτέρω).

www.diavlosbooks.gr

III, οι γραμμές του SiIV είναι πολύ έντονες και εμφανίζουν εκπομπή στους υπεργίγαντες μεταξύ O4-B0, ενώ εξασθενούν και η εκπομπή εξαφανίζεται μετά τους υπεργίγαντες B3. Επίσης, στην απεικόνιση του λόγου των λαμπροτήτων $\log(SiIV/CIV)$ συναρτήσει του φασματικού τύπου για αστέρες με τάξεις λαμπρότητας III, IV και V και χωρίς εκπομπή στην περιοχή του CIV, παρατήρησαν μια γραμμικά αύξουσα συμπεριφορά του παραπάνω λόγου για τους αστέρες φασματικού τύπου O8 μέχρι τους αστέρες φασματικού τύπουB2, πράγμα το οποίο δε συμβαίνει στους αστέρες με εκπομπή στην περιοχή του CIV.

Οι Gathier et al. (1981)μελέτησαν 25 αστέρες φασματικού τύπου μεταξύ O4 και B1 και πρότειναν μια θεωρητική μέθοδο αναπαραγωγής των περιγραμμάτων των γραμμών (profilefitting) χρησιμοποιώντας τη μέθοδο Sobolev. Παρατήρησαν επιπρόσθετες, μη φωτοσφαιρικές ή μεσοαστρικές απορροφήσεις που υπερτίθενται στα περιγράμματα PCygni. Αυτοί οι σχηματισμοί παρατηρήθηκαν στις γραμμές διαφορετικών ιόντων του ίδιου αστέρα και παρουσίαζαν ίδια μετατόπιση Doppler(Lamers et al. 1982). Στην περίπτωση γραμμών συντονισμού, εμφανίζονται και στις δύο γραμμές, με την ίδια μετατόπιση Doppler. Ταύτισαν αυτούς τους σχηματισμούς με τις «στενές συνιστώσες απορρόφησης» που μελέτησε ο Snow (1977). Οι Gathieretal. (1981), επίσης συσχέτισαν την πυκνότητα στήλης των διαφόρων ιόντων (OIV, NV, PV, SiIV, SiII και CIII) για να εξαγάγουν συμπεράσματα για το βαθμό ιονισμού του αστρικού ανέμου. Διαπίστωσαν ότι ο λόγος πυκνοτήτων στήλης OVI/NV εξαρτάται από τη μέση πυκνότητα του αστρικού ανέμου και όχι από τη θερμοκρασία T_{eff}, ενώ ο αντίστοιχος λόγος SiIV/NV εξαρτάται από τη θερμοκρασία.

Οι Lamers, Gathier&Snow (1982)μελέτησαν φάσματα 26 αστέρων προγενέστερου φασματικού τύπου (O και B), για να διερευνήσουν την παρουσία στενών μετατοπισμένων σχηματισμών απορρόφησης, υπερκείμενων των ευρέων περιγραμμάτων PCygni γραμμών συντονισμού ιόντων στη φασματική περιοχή του υπεριώδους. Στενές απορροφήσεις (narrowabsorptions) εμφανίσθηκαν σε 17 από τα 26 αυτά άστρα. Η κεντρική ταχύτητα (centralvelocity) υ_sγια τους σχηματισμούς αυτούς παρουσιάσθηκε σχεδόν η ίδια για τα διαφορετικά ιόντα του ίδιου αστέρα, χωρίς να υπάρχει καμία ένδειξη συσχετισμού μεταξύ αυτής και του δυναμικού ιονισμού. Οι ταχύτητες των στενών απορροφήσεων για τα διάφορα άστρα βρέθηκαν να συσχετίζονται με την οριακή ταχύτητα V_∞του αστρικού ανέμου εμφανίζοντας μια τυπική τιμή που ανέρχεται στα $0.7V_\infty$. Το FWHMτων στενών απορροφήσεων ανέρχεται στα $0.18V_\infty$. Αντίθετα δεν παρατηρήθηκε κανενός είδους συσχέτιση μεταξύ της πυκνότητας στήλης των στενών συνιστωσών ούτε με την ενεργό θερμοκρασία T_{eff} ούτε με τα ποσοστά απώλειας μάζας, εκτός από μερικούς αστέρες της κυρίας ακολουθίας που παρουσιάζουν πολύ μικρή απώλεια μάζας και καθόλου στενές συνιστώσες. Ο βαθμός ιονισμού που εμφανίζεται στις περιοχές σχηματισμού των στενών συνιστωσών (narrowcomponents) είναι υψηλότερος από το μέσο βαθμό ιονισμού του αστρικού ανέμου. Οι (1982) Lamers, Gathier & Snow προτείνουν σαν πιθανή ερμηνεία των παραπάνω φαινομένων, την ύπαρξη εντός του αστρικού ανέμου δύο «στρωμάτων-πυκνωμάτων». Ενός «κανονικού» το οποίο επιταχύνεται από $V \approx 0$ μέχρι V_∞και το οποίο παράγει τα περιγράμματα PCygni και ενός λιγότερο πυκνού το οποίο βρίσκεται σε απόσταση $r \geq 2R_*$ και κινείται με προς τα έξω ταχύτητα μικρότερη από το «κανονικό» πύκνωμα. Η διαφορά ταχυτήτων που εμφανίζεται στα δύο πυκνώματα – συνιστώσες του αστρικού ανέμου στους O και B αστέρες είναι

www.diavlos.gr

πιθανόν να δημιουργεί διαταραχές, στις οποίες οφείλονται τόσο η παρατηρούμενη ροή ακτίνων X όσο και ο υπεριονισμός του αστρικού ανέμου. Η ερμηνεία αυτή, σημειώνουν, είναι παρόμοια με το μοντέλο του ασταθούς ανέμου (unstablewind) που προτάθηκε από τους Lucy & White για την ερμηνεία της παρατηρούμενης ροής ακτίνων X από τους υπεργίγαντες αστέρες, φασματικού τύπου OB.

Οι Walborn & Panek (1984)σε μια εκτεταμένη τους επισκόπηση, που αφορούσε τη φασματική περιοχή του υπεριώδους, αστέρων φασματικού τύπου O, από δεδομένα που ελήφθησαν από τον IUE, διαπιστώνουν μια ισχυρή συσχέτιση μεταξύ σχηματισμών που αφορούν τη φωτόσφαιρα και τον αστρικό άνεμο με τους οπτικά φασματικούς τύπους Αναφέρουν ότι το φαινόμενο που παρουσιάζεται στις γραμμές συντονισμού του SiIV που σχηματίζεται στον αστρικό άνεμο βρίσκεται σε άμεση εξάρτησή με τη λαμπρότητα του άστρου. Συγκεκριμένα, ενώ στους αστέρες της κυρίας ακολουθίας δεν εμφανίζεται καθόλου περίγραμμα PCygni στις γραμμές συντονισμού του SiIV, αυτό εξελίσσεται βαθμιαία στους αστέρες μέσης λαμπρότητας για να αναπτυχθεί πλήρως στους υπεργίγαντες. Η συμπεριφορά αυτή των γραμμών συντονισμού του SiIV βρίσκεται σε πλήρη αντίθεση με εκείνη των γραμμών των CIV και NV, οι οποίες παρουσιάζουν περίγραμμα PCygni σε όλους τους O – αστέρες συμπεριλαμβανομένων και εκείνων της κυρίας ακολουθίας. Το φαινόμενο αυτό, συνεχίζουν, εξασφαλίζει ένα ευαίσθητο κριτήριο ταξινόμησης στο υπεριώδες και θα μπορούσε να αποτελέσει αντικείμενο περαιτέρω μελέτης. Οι Walborn & Panek (1984), τέλος, δεν αναφέρουν πιθανές γενικευμένες ερμηνείες του φαινομένου παρά μόνο για μεμονωμένα άστρα, όπως για παράδειγμα στην περίπτωση του ξ Per, όπου θεωρούν σαν αιτία της αφθονίας του SiIV τη σχετικά μεγάλη ταχύτητα περιστροφής του.

Οι Costero & Stalio (1984 p. 115) και οι Stalio et al. (1989) σε μια μελέτη τους που αφορούσε δείγμα 40 αστέρων φασματικού τύπου O και που συμπεριελάμβανε υπονάνους, αστέρες μεγάλης λαμπρότητας πληθυσμού II, αστέρες πεδίου και αστέρες μέλη αστρικών σμηνών, παραθέτουν διάγραμμα της μετρούμενης ταχύτητας πτέρυγας συναρτήσει του φασματικού υποτύπου από O4 μέχρι O9. Στα αντίστοιχα διαγράμματα παρατηρείται μια αρκετά μεγάλη συγκέντρωση αστέρων με τάξη λαμπρότητας III /IV και φασματικού τύπου από O7 μέχρι O9 στις τιμές από -2000 μέχρι -3000 km/s καθώς και μια αξιοσημείωτη συγκέντρωση αστέρων με τάξη λαμπρότητας V και φασματικού τύπου O9 σε μια ζώνη ταχυτήτων πτέρυγας με τιμές από -500 μέχρι -1700 km/s.

Οι de Kool & de Jong (1984), παρουσιάζοντας μια έρευνα που αφορούσε την πυκνότητα στήλης των ιόντων CIV και SiIV 49 αστέρωνφασματικού τύπου O, με δεδομένα που συνέλεξαν από τον IUE, αναφέρουν ότι οι ευρεθείσες τιμές πυκνοτήτων στήλης των παραπάνω ιόντων παραπέμπουν σε φαινόμενα φωτοϊονισμού. Παρατηρούν, επίσης, ότι υπάρχει μια γραμμική εξάρτηση της μετρούμενης πυκνότητας στήλης τόσο των ιόντων του CIV, όσο και των ιόντων του SiIV με την ενεργό θερμοκρασία του αστέρα, γραμμική εξάρτηση που παραμένει και στο λογάριθμο του λόγου των εν λόγω πυκνοτήτων στήλης.

ΟιDanezis (1984, 1986) και Danezis et al. (1991) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αερίου κελύφους του αστέρα AXMon, που ελήφθη από τον δορυφόρο IUE (στη φάση 0.568) και παρατήρησαν ότι οι γραμμές απορρόφησης πολλών ιόντων διαφορετικών δυναμικών ιονισμού (συμπεριλαμβανομένου και του SiIV) και όχι μόνο αυτών που παρουσιάζουν περίγραμμα PCygni, συνοδεύονται από δύο ισχυρές συνιστώσες απορρόφησης του ίδιου ιόντος και του αυτού μήκους κύματος, μετατοπισμένες κατά διαφορετικά Δλ, στην ιώδη πλευρά κάθε κύριας φασματικής γραμμής. Αυτό σημαίνει ότι οι περιοχές δημιουργίας αυτών των

www.diavlosbooks.gr

φασματικών γραμμών δεν είναι συνεχείς, αλλά αποτελούνται από ένα πλήθος ανεξάρτητων πυκνωμάτων ύλης, τα οποία μπορούν να περιστρέφονται και να κινούνται με διαφορετικές φαινόμενες ταχύτητες, της τάξης των 10 km/s, -75 km/s και -260 km/s.

Οι Prinja & Howarth (1986) παρουσίασαν μια ενδιαφέρουσα μελέτη η οποία είχε ως αντικείμενο τις στενές συνιστώσες απορρόφησης και τα εμφανιζόμενα περιγράμματα PCygni στις περιοχές σχηματισμού των ιόντων NV, SiIV και CIV και τις παραμέτρους που σχετίζονται με αυτές όπως ταχύτητες και πυκνότητες στήλης. Η μελέτη αφορούσε ένα σύνολο 21 αστέρων φασματικού τύπου από B1 μέχρι O4, το οποίο αποτελείτο τόσο από αστέρες της κυρίας ακολουθίας όσο και από γίγαντες και υπεργίγαντες. Τα δεδομένα ελήφθησαν από τον δορυφόρο IUE. Η προσομοίωση των φασματικών γραμμών βασίσθηκε στο μοντέλο του Lucy (1971), στο οποίο παρουσιάζεται μια μέθοδος επίλυσης της εξίσωσης διάδοσης της ακτινοβολίας σε συνδυασμό με το λογισμικό που περιγράφει ο Howarth (1984b). Αναφέρουν, μεταξύ άλλων, ότι οι στενές συνιστώσες απορρόφησης είναι σχηματισμοί που παρατηρούνται γενικά στα φάσματα της υπεριώδους φασματικής περιοχής των λαμπρών αστέρων φασματικού τύπου O και B με κύριο χαρακτηριστικό τους να τίθενται η μια επί της άλλης επί των κοιλωμάτων των γραμμών απορρόφησης των περιγραμμάτων PCygni.

Σε όλα τα φάσματα, συνεχίζουν οι Prinja & Howarth (1986), εμφανίζεται περίγραμμα PCygni των ιόντων NV, CIV και SiIV που συνοδεύονται από στενές συνιστώσες απορρόφησης. Αναφέρουν, επίσης, ότι στο διάγραμμα H–R το CIV λ1550 είναι ο πλέον ευαίσθητος δείκτης απώλειας μάζας, ενώ η γραμμή του NV λ1240 Å είναι η πλέον χρήσιμη για τη μοντελοποίηση της περιοχής. Απώλεια μάζας παρατηρείται στους περισσότερους από τους αστέρες του δείγματος. Αν και οι στενές συνιστώσες απορρόφησης παρουσιάζουν συνήθως στατικότητα σε σχέση με την ταχύτητα, οι πυκνότητες στήλης δείχνουν μια χαρακτηριστική μεταβλητότητα σε επίπεδο περίπου 30%.

Οι Walborn & Nichols-Bohlin (1987)μελέτησαν τη μορφολογία του υπεριώδους φάσματος στους υπεργίγαντες OB. Σημειώνουν ότι οι αστέρες φασματικού τύπου O4If παρουσιάζουν ένα παρόμοια μέτριο περίγραμμα γραμμών του SiIV (που προέρχεται από τον αστρικό άνεμο “windprofiles”), ενώ στους αστέρες φασματικού τύπου O5If οι γραμμές των SiIV και CIV εμφανίζουν συγκρίσιμες εντάσεις. Στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου O3 μέχρι O5If εμφανίζονται πολύ ισχυρές γραμμές NIV στο μήκος κύματος λ 1718 Å. Όπως στους αστέρες φασματικού τύπου O5, έτσι και στους O6-υπεργίγαντες ο λόγος λαμπροτήτων των SiIV/CIV είναι σε σχετική συμφωνία, αλλά το περίγραμμα του SiIV βρίσκεται στο μέγιστο και ισχυρότερο από εκείνο του CIV. Όθεν, συνεχίζουν οι Walborn & Nichols-Bohlin (1987), ο λόγος λαμπροτήτων των SiIV/CIV βαίνει κατά αντίθετο τρόπο συναρτήσει της φασματικής σειράς O4–O6.5. Το περίγραμμα της γραμμής του NIV εξασθενεί ουσιαστικά μετά το φασματικό τύπο O6 για να εξαφανισθεί στους αστέρες φασματικού τύπου O9.

Ο Prinja (1988), χρησιμοποιώντας τα φάσματα τεσσάρων αστέρων φασματικού τύπου O, μελέτησε τη φύση της μεταβλητότητας που παρατηρείται στα περιγράμματα PCygni των γραμμών συντονισμού στη φασματική γραμμή του υπεριώδους. Αναφέρει ότι η μεταβλητότητα αυτή εξελίσσεται από τις συνιστώσες απορρόφησης που αντιστοιχούν σε χαμηλές ταχύτητες σε στενές συνιστώσες απορρόφησης που αντιστοιχούν σε υψηλές ταχύτητες. Η κλίμακα χρόνου που παρουσιάζεται στην ανάπτυξη των γραμμών απορρόφησης και η περίοδος της

www.astrobooks.gr

εξέλιξής τους φαίνεται να συσχετίζεται με την φαινόμενη ταχύτητα περιστροφής των αστέρων.

Οι Howarth & Prinja (1989) σε μια εκτεταμένη έρευνά τους σε δείγμα 203 αστέρων φασματικού τύπου Ο που αφορούσε τη συμπεριφορά των γραμμών συντονισμού των ιόντων CIV, NV και SiIV στο υπεριώδες, χρησιμοποιώντας δεδομένα από το δορυφόρο IUE, παρατηρούν ότι οι διακριτές συνιστώσες απορρόφησης (DACs) είναι ένα σχεδόν καθολικό χαρακτηριστικό των περιγραμμάτων PCygni των αστρικών ατμοσφαιρών των Ο–αστέρων εμφανιζόμενο στο 80% του παραπάνω δείγματος. Όταν οι σχηματισμοί των παραπάνω ιόντων αναπτύσσονται σε σημείο που είναι αναγνωρίσιμοι σε μεμονωμένα φάσματα, παρουσιάζουν ταχύτητες περί τα $0.8V_*$, όπου V_* η μέγιστη ταχύτητα που κατεγράφη σε κάθε γραμμή απορρόφησης (στο εν λόγω δείγμα η μεγαλύτερη τιμή της υ_∞είναι 3950 km/s και παρατηρήθηκε στον HD 93129A). Η τυπική τιμή των πυκνοτήτων στήλης ανέρχεται περίπου στα 14.5 x $10^{10} cm^{-2}$(ή 10% της ολικής πυκνότητας στήλης όλων των ιόντων). Οι πυκνότητες στήλης για τις στενές συνιστώσες απορρόφησης συσχετίζονται με την ολική πυκνότητα στήλης αναμιγμένη σταδιακά πάνω από το περίγραμμα, πράγμα το οποίο βρίσκεται σε συμφωνία με το ότι αυτές (οι στενές συνιστώσες απορρόφησης) είναι αποτέλεσμα των διαταραχών του αστρικού ανέμου.

Ο Prinja (1990),μελετώντας τις φωτοσφαιρικές γραμμές απορρόφησης στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Ο και Β, πρότεινε ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV αποτελούν ένα χρήσιμο κριτήριο για τη φασματική ταξινόμηση στο υπεριώδες, ειδικά των αστέρων φασματικού τύπου Β της κύριας ακολουθίας. Ακόμη, τα χαρακτηριστικά του αστρικού ανέμου που υποδεικνύουν αυτές οι γραμμές εμφανίζουν ισχυρή εξάρτηση από τη τάξη λαμπρότητας (Walborn 1971, Walborn&Panek 1984, Walborn&Nichols-Bohlin 1987). Βρήκε, επίσης, ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV γίνονται βαθμιαία πιο ισχυρές καθώς η ενεργός θερμοκρασία αυξάνει.

Οι Sembach, Savage & Jenkins (1993, 1994) αναφέρουν ότι στα περιγράμματα του SiIV στον ζ Oph (βλ. παρακάτω και στοιχεία για τον αστέρα HD 149757) εμφανίζεται μια ισχυρή στενή συνιστώσα το κέντρο της οποίας βρίσκεται μετατοπισμένο περίπου -15 km/s και μια φαρδιά ρηχή συνιστώσα με μετατοπισμένο κέντρο περίπου -25 km/s, ενώ το περίγραμμα του CIV παρουσιάζει μόνο τη φαρδιά ρηχή συνιστώσα με μετατοπισμένο κέντρο περίπου σε ταχύτητες της τάξεως των -26 km/s.

Ο Israelian (1995) σε μια μελέτη του που αφορά τις εκτεταμένες πτέρυγες (extendedwings) που εμφανίζονται στα περιγράμματα των SiIV και CIV στη φασματική περιοχή του υπεριώδους αναφέρει, μεταξύ άλλων, ότι επιβεβαιώνεται η τιμή της οριακής ταχύτητας των 200 km/s στα περιγράμματα PCygni (Langeretal. 1994) σε αντίθεση με την τιμή των 460 km/s που αντιστοιχούν στις πτέρυγες των περιγραμμάτων των γραμμών συντονισμού του SiIV (Hutching 1979) και των 400 km/s που αναφέρεται στις ίδιες γραμμές από την Underhill (1979). Ο Israelian (1995) ισχυρίζεται ότι οι παραπάνω τιμές ταχυτήτων υπερεκτιμήθηκαν λόγω των επικαλύψεων (blends) που εμφανίζονται στις ιώδεις πτέρυγες των περιγραμμάτων των SiIV και CIV.

Οι Pennyetal. (1996) χρησιμοποιώντας δεδομένα από τον IUE, μελέτησαν την υπεριώδη περιοχή του φάσματος 67 αστέρων φασματικού τύπου από Ο3 μέχρι Β0 καταγράφοντας το ισοδύναμο εύρος των γραμμών απορρόφησης πολλών ιόντων μεταξύ των οποίων και των NIV, Si IV. Συσχετίζοντας το ισοδύναμο εύρος των γραμμών απορρόφησης με το φασματικό τύπο, παρατηρούν για τη γραμμή του

www.diavlosbooks.gr

NIV μια ελαφρά φθίνουσα συμπεριφορά του ισοδύναμου εύρους από τους αστέρες φασματικού τύπου O3 προς τους O9, συμπεριφορά που συναντάται τόσο στους νάνους όσο και στους γίγαντες και υπεργίγαντες αστέρες του εν λόγω δείγματος.

Οι Kaperetal. (1996, 1999) σε μια εμπεριστατωμένη έρευνά τους σε ένα δείγμα 10 λαμπρών αστέρων φασματικού τύπου O, μελέτησαν την ποσοτική συμπεριφορά των διακριτών συνιστωσών απορρόφησης (DACs) στη φασματική περιοχή του υπεριώδους, χρησιμοποιώντας φάσματα από τον δορυφόρο IUE. Όπως αναφέρουν, ένα ενδιαφέρον φαινόμενο που παρατηρείται μόνο στον ξ Per (βλ. παρακάτω και περίληψη HD 24912), είναι η «διασταύρωση» (crossing) των διακριτών συνιστωσών απορρόφησης (DACs). Από δεδομένα φασμάτων που ελήφθησαν τον Οκτώβριο του 1988, τον Οκτώβριο του 1989 και τον Οκτώβριο 1991 μια διακριτή συνιστώσα απορρόφησης στις γραμμές συντονισμού του SiIV φαίνεται να αντιστοιχεί σε ταχύτητα διαστολής -1900 km/s και ενώνεται σε μια νέα αναπτυσσόμενη συνιστώσα. Η νέα συνιστώσα περισσότερο μετατοπισμένη προς τα μικρότερα μήκη κύματος από την προηγούμενη και επιταχύνεται περισσότερο πλησιάζοντας μια τελική ταχύτητα περίπου στα -2200 km/h. Η επανάληψη του φαινομένου και σε περαιτέρω έρευνες παραπέμπει στο γεγονός ότι οι διαδοχικές διακριτές συνιστώσες απορρόφησης που εμφανίζονται στις στεμματικές περιοχές του ξ Per διαστέλλονται με τις παραπάνω ταχύτητες. Το γεγονός αυτό μπορεί να έχει συνέπειες για την παρατηρούμενη μεταβλητότητα πτέρυγας (edgevariability): στις παρατηρήσεις που αφορούν τον Οκτώβριο 1989 οι γραμμές N V και CIV παρουσιάζουν πραγματικά μεγαλύτερες ταχύτητες ενώ η διακριτή συνιστώσα απορρόφησης (DAC) με τελική ταχύτητα -2200 km/s αναπτύσσεται μέσα στο προφίλ της γραμμής του SiIV.

Συνεχίζοντας την ποσοτική ανάλυση της συμπεριφοράς των διακριτών συνιστωσών απορρόφησης (DiscreteAbsorptionComponents, DACs), οι Kaperetal. (1999) αναφέρουν για τον ξ Per δύο τύπους DACs που παρατηρήθηκαν στις γραμμές συντονισμού του SiIV. Ο πρώτος αφορά ισχυρές συνιστώσες απορρόφησης που παραμένουν ορατές για περισσότερες από δύο ημέρες και ο δεύτερος περισσότερες αλλά λιγότερο επιζώσες, μερικές φορές ξαφνικά εξαφανιζόμενες συνιστώσες οι οποίες προηγούνται ή έπονται της ισχυρής συνιστώσας κατά μισή ημέρα. Εντούτοις, σημειώνουν, σε υψηλότερες ταχύτητες (> 1800 km/s) η μέγιστη τιμή παρατηρήθηκε σε μεγαλύτερη περίοδο. Στη γραμμή του SiIV παρατηρήθηκε σε 5.0 ± 1.5 ημέρες, χρονικό διάστημα το οποίο ξεπερνά την περίοδο παρατήρησης και ως εκ τούτου μη αξιολογίσιμο. Στις άλλες γραμμές (NV και CIV) εντοπίσθηκε επίσης περιοδική συμπεριφορά στο προφίλ της μπλε πτέρυγας (blueedge) (μεταξύ 2950 και 2350 km/s), η οποία καταγράφεται σε 3.8±1.0 και 3.6±0.9 ημέρες αντίστοιχα.

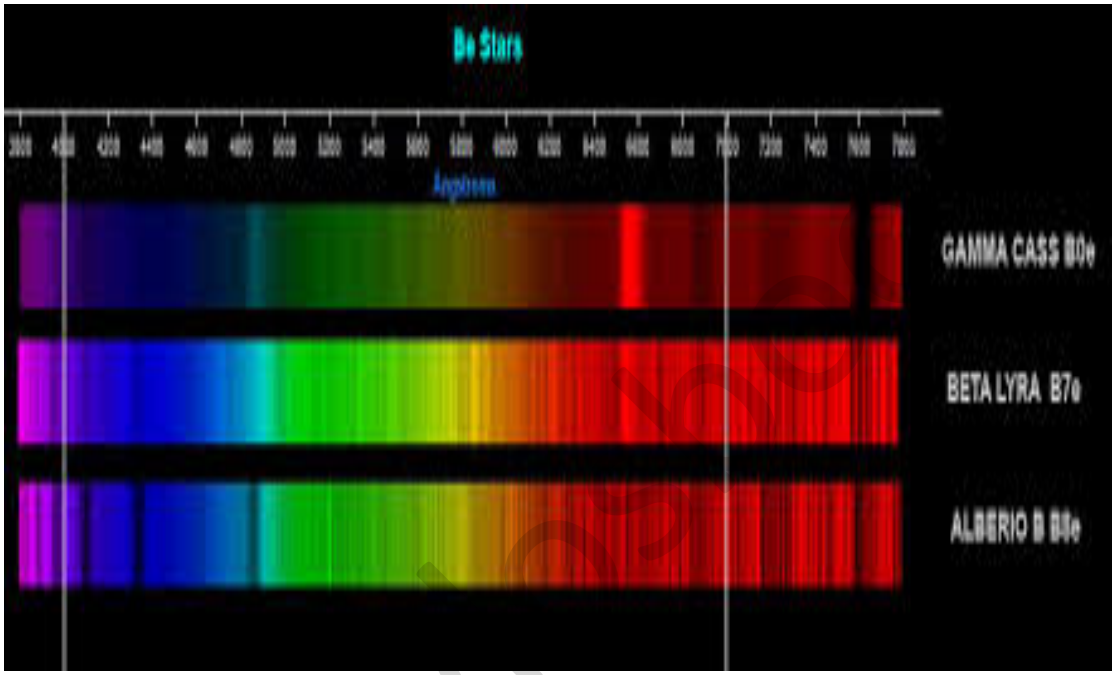
Οι Kaperetal. (1996), επίσης, αναφέρουν ότι όλες οι DACs που παρατηρήθηκαν σε όλους τους αστέρες του δείγματος κινούνται από χαμηλές σε υψηλές τιμές ταχύτητας με μια χρονική κλίμακα που μπορεί να συγκριθεί με τη χρονική κλίμακα της μεταβλητότητας, πράγμα που σημαίνει ότι ο αστρικός άνεμος των άστρων με μεγαλύτερη ταχύτητα περιστροφής επιταχύνεται ταχύτερα προς την τιμή της οριακής ταχύτητας.

Οι Howarthetal. (1997)σε μια ενδιαφέρουσα μελέτη τους για τη συσχέτιση των ταχυτήτων περιστροφής με την διαπλάτυνση των φασματικών γραμμών, εξέτασαν ένα σύνολο 373 OB – αστέρων προγενέστερου φασματικού τύπου, στο οποίο συμπεριλαμβάνονταν και 25 διπλά και τριπλά συστήματα. Χρησιμοποίησαν τη μέθοδο σύγκρισης των φασμάτων (cross – correlation) με το φάσμα αστέρα παρόμοιου φασματικού τύπου (στην προκειμένη περίπτωση του τ Sco) και

www.physicsbooks.gr

παρατηρούν ότι κανένας από τους Ο – υπεργίγαντες του δείγματος δεν παρουσίασε ταχύτητα περιστροφής κάτω από 65 km/s (για τους Β – υπεργίγαντες η παραπάνω τιμή κατέρχεται στα 50 km/s) επιβεβαιώνοντας την άποψη ότι πρέπει, εκτός από την περιστροφή, να υπάρχει ένας επιπλέον μηχανισμός που συνεισφέρει στη διαπλάτυνση των φασματικών γραμμών.

www.diavlosbooks.gr



Αστέρες φασματικού τύπου Be*

*(*Βασική πηγή του παρόντος κεφαλαίου υπήρξε η διδακτορική διατριβή της Δρ Ε. Λυρατζη στο Τμήμα Φυσικής του Εθνικού και Καποδιστριακού Πανεπιστημίου Αθηνών το 2005, με τίτλο : «Μελέτη της δομής των περιοχών δημιουργίας των γραμμών Hα, MgII και SiIV σε αστέρες εκπομπής».*

www.diavasno.gr

Εισαγωγή

Ως αστέρες Be, ορίζουμε τους αστέρες φασματικού τύπου Β που εμφανίζουν γραμμές εκπομπής της σειράς Balmer, καθώς και γραμμές απλώς ιονισμένων μετάλλων, στην ορατή περιοχή του φάσματός τους. Επειδή η κλασική θεωρία των αστρικών ατμοσφαιρών προβλέπει μόνο την εμφάνιση γραμμών απορρόφησης και όχι γραμμών εκπομπής στα αστρικά φάσματα, το φαινόμενο εκπομπής (e φαινόμενο), δηλαδή η παρουσία γραμμών εκπομπής στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be, θεωρείται ως μια ανωμαλία στα πλαίσια της κλασικής θεωρίας, ενώ δημιουργεί προβλήματα στη φασματική ταξινόμηση αυτών των φασμάτων στο ορατό. Από τους αστέρες φασματικού τύπου Β με τάξεις λαμπρότητας I και II υπάρχουν κάποιοι που παρουσιάζουν μεν γραμμές εκπομπής στο ορατό, αλλά, δεν συμπεριλαμβάνονται στους αστέρες φασματικού τύπου Be. Η διάκριση αυτή στηρίζεται κυρίως στη διαφορά των απόλυτων μεγεθών, που υπάρχει μεταξύ των αστέρων των δύο αυτών ομάδων. Ένας δεύτερος λόγος αυτής της διάκρισης είναι το γεγονός ότι η ένταση των γραμμών εκπομπής είναι πολύ μεγαλύτερη στους αστέρες φασματικού τύπου Be από ό,τι σ' εκείνους τους υπεργίγαντες, στους οποίους παρατηρείται εκπομπή μόνο στη γραμμή Hα, ενώ στους αστέρες φασματικού τύπου Be παρατηρείται εκπομπή και σε υψηλότερα μέλη της σειράς Balmer. Βεβαίως, η εκπομπή στην Hα είναι συνηθισμένο χαρακτηριστικό των υπεργιγάντων με τάξη λαμπρότητας Ia, ενώ εμφανίζεται σπανίως στους υπεργίγαντες με τάξη λαμπρότητας Ib.

Συχνότητα εμφάνισης του φαινομένου Be

Η μελέτη των αστέρων φασματικού τύπου Be ξεκίνησε το 1866 από τον AngeloSecchi με την ανακάλυψη των λαμπρών γραμμών Hα στα φάσματα των αστέρων γ Cas και β Lyr. Οι αστέρες φασματικού τύπου Be και Ae που ήταν γνωστοί το 1950 έχουν καταχωρηθεί σε τέσσερις καταλόγους του MountWilson. Από τότε, περισσότεροι έχουν ανακαλυφθεί από τις GracielaGonzalez και GuillierminaGonzalez, και στο νότιο ημισφαίριο από τον KarlG. Henize (βλέπε Merrill 1958, σελ. 10).

Ο πρώτος αστέρας φασματικού τύπου Be ανακαλύφθηκε το 1866, όταν ο AngeloSecchi παρατήρησε ότι στο φάσμα του αστέρα γ Cas η γραμμή Hβ ήταν μια γραμμή εκπομπής (Doazan 1982). Μέχρι το τέλος του 19ου αιώνα είχαν ανακαλυφθεί μόνο πέντε αστέρες φασματικού τύπου Be. Στους καταλόγους των Merrill & Burwell (1933, 1943, 1949, 1950) περιέχονται 1.088 αστέρες φασματικού τύπου Be, ενώ στον κατάλογο του Wackerling (1970) περιέχονται περίπου 3.000 τέτοιοι αστέρες. Βεβαίως, συνεχώς ανακαλύπτονται όλο και περισσότεροι αστέρες φασματικού τύπου Be που έχουν καταγραφεί ως απλοί Β. Αυτό συμβαίνει διότι ένας αστέρας φασματικού τύπου Β μπορεί να αποκτήσει χαρακτηριστικά εκπομπής και να μετατραπεί σε Be καθώς επίσης και ένας αστέρας φασματικού τύπου Be μπορεί να χάσει τα χαρακτηριστικά εκπομπής και να μετατραπεί σε απλό Β. Οι αστέρες Be αποτελούν περίπου το 20% των αστέρων φασματικού τύπου Β από τους οποίους οι περισσότεροι είναι τύπου B2 και B3. Στους αστέρες με φασματικούς τύπους πριν από τον B1 και μετά από τον B5 το πλήθος των γραμμών εκπομπής μειώνεται. Σε μια στατιστική μελέτη της Hubert - Deplace (1981) φαίνεται ότι το 36% των αστέρων Β με υποτύπους από B0 ως B5 παρουσιάζουν για πρώτη φορά το φαινόμενο εκπομπής, ενώ το ποσοστό αυτό για

www.stavlospoulos.gr

αστέρες τύπου από Β6 ως Α0 είναι 89%. Ακόμη, το 63% των αστέρων Β με υποτύπους από Β0 ως Β5 έχουν παρουσιάσει περισσότερες από μία φορές το φαινόμενο Be. Αντιθέτως το ποσοστό αυτό για αστέρες τύπου από Β6 ως Α0 είναι μόνο 11%. Ο Δανέζης (1984) βασίστηκε σ' αυτά τα αποτελέσματα και κατέληξε στο συμπέρασμα ότι η ικανότητα ενός αστέρα φασματικού τύπου Β να παρουσιάσει γραμμές εκπομπής εξαρτάται σημαντικά από τον φασματικό υποτύπο. Βεβαίως, γραμμές εκπομπής μπορούν να παρουσιάσουν αστέρες οποιουδήποτε φασματικού τύπου, αλλά πολύ πιο σπάνια από τους Β και για μικρότερο χρονικό διάστημα.

Μεταβλητότητα των αστέρων φασματικού τύπου Be

Η ορατή περιοχή του φάσματος

Γενικά όλοι οι αστέρες φασματικού τύπου Be εμφανίζουν μεταβλητό φάσμα. Κάθε ερμηνεία του Be φαινομένου θα πρέπει να εξηγεί αυτή τη μεταβλητότητα, που παρουσιάζει μια ποικιλία μορφών. Η ποικιλία αυτή συνίσταται στα εξής:
1. Μετατροπή ενός κανονικού φάσματος Β σε ένα ιδιάζον φάσμα Be και αντίστροφα.
2. Μεταβολές που δεν σχετίζονται με αλλαγή του είδους του φάσματος. Σε μια φάση Be οι εντάσεις, τα περιγράμματα και οι μετατοπίσεις των μηκών κύματος των γραμμών είναι, λίγο ή πολύ, μεταβλητά, με διαφορετικό τρόπο για κάθε αστέρα.

Υπάρχει ένα μεγάλο σύνολο παρατηρήσεων των αστέρων φασματικού τύπου Be, αφού μελετώνται για έναν αιώνα περίπου. Παρ' όλα αυτά, δεν μπορούμε ακόμα να διατυπώσουμε μια ολοκληρωμένη άποψη για τη συμπεριφορά τους. Ουσιαστικά δεν μπορούμε να προβλέψουμε τη μακροπρόθεσμη συμπεριφορά οποιουδήποτε αστέρα φασματικού τύπου Be. Αυτό οφείλεται κυρίως στην ακανόνιστη φύση των μεταβολών και στα ιδιαίτερα χαρακτηριστικά του κάθε αστέρα, καθώς και στην ατελή γνώση της μορφής και των ιδιοτήτων της ατμόσφαιράς τους σε όλη της την έκταση. Λόγω της ακανόνιστης φύσης των παρουσιαζόμενων μεταβολών, η μελέτη για τη μακροχρόνια συμπεριφορά των αστέρων φασματικού τύπου Be μας επιτρέπει να προσδιορίσουμε μόνο χρονικές κλίμακες και όχι περιόδους μεταβολών.

Οι μεταβολές των αστέρων φασματικού τύπου Be στο ορατό είναι οι εξής:

1. Μεταβολές φάσης

Το πιο εντυπωσιακό χαρακτηριστικό της μεταβλητότητας των αστέρων φασματικού τύπου Be είναι η δυνατότητα μετατροπής των φασμάτων τους σε κανονικά φάσματα τύπου Β.

Η ολική χρονική διάρκεια κάθε μιας από τις φάσεις είναι διαφορετική για κάθε αστέρα. Αυτές οι μεταβολές φάσης μπορούν να επαναληφθούν αρκετές φορές για τον ίδιο αστέρα. Το χρονικό διάστημα που μεσολαβεί μεταξύ δύο φάσεων (Be ή κανονικής Β) μπορεί να διαφέρει πολύ για τον ίδιο αστέρα, καθώς επίσης και από αστέρα σε αστέρα. Το μοντέλο περιστροφής του Struve (1931a, b, 1942), στο οποίο θα αναφερθούμε στη συνέχεια (σελ. 48), δεν μπορεί να ερμηνεύσει τις αλλαγές φάσης.

2. Μεταβολές του λόγου E/C

Ο λόγος E/C αντιστοιχεί στο λόγο της έντασης μιας γραμμής εκπομπής προς την ένταση του συνεχούς που βρίσκεται δίπλα στη γραμμή. Η μεταβλητότητα

www.diavlosbooks.gr

αυτού του λόγου έχει διαπιστωθεί από πολλούς ερευνητές εδώ και μισό αιώνα περίπου και εκφράζει τη μεταβλητότητα της ισχύος του φαινομένου Be. Το χρονικό διάστημα μεταξύ δύο διαδοχικών μεγίστων μιας γραμμής εκπομπής δεν είναι ίδιο για κάθε αστέρα. Οι χρονικές κλίμακες μεταβολής που παρατηρούμε είναι της τάξης των μηνών, ετών ή δεκαετιών. Στο φάσμα ενός αστέρα φασματικού τύπου Be κάθε γραμμή εκπομπής δεν έχει πάντα το ίδιο εύρος, το οποίο μεταβάλλεται με το χρόνο. Αν δεχτούμε ότι η ταχύτητα περιστροφής των στρωμάτων του κελύφους ελαττώνεται ανάλογα με την απόστασή τους από την επιφάνεια του αστέρα, λόγω διατήρησης της στροφορμής, τότε θα πρέπει μια γραμμή εκπομπής να έχει μέγιστο εύρος όταν η έντασή της είναι ελάχιστη. Κάτι τέτοιο θα πρέπει να συμβαίνει, γιατί η μικρή ακτίνα του κελύφους συνεπάγεται ασθενή εκπομπή από στρώματα με μεγάλη ταχύτητα περιστροφής. Μια τέτοια υπόθεση, όμως, έρχεται σε αντίθεση με τις παρατηρούμενες μεταβολές στον αστέρα μ Cen (Peters 1979) και σε μερικούς άλλους αστέρες. Αυτό σημαίνει ότι δεν μπορεί να υπάρχει μεγάλη εξάρτηση του πλάτους των γραμμών εκπομπής των αστέρων φασματικού τύπου Be και της παρατηρούμενης ταχύτητας περιστροφής.

3. Μεταβλητότητα του λόγου V/R

Σε μια κλασική γραμμή εκπομπής υδρογόνου ενός αστέρα φασματικού τύπου Be, ο κεντρικός πυρήνας απορρόφησης διαιρεί τη γραμμή εκπομπής σε μια ιώδη και μια ερυθρή συνιστώσα. Ο λόγος V/R συμβολίζει το λόγο των εντάσεων της ιώδους προς την ερυθρή συνιστώσα εκπομπής.

Σε έναν ορισμένο αριθμό αστέρων φασματικού τύπου Be η μεταβολή του λόγου αυτού γίνεται χωρίς, αντίστοιχα, να υπάρχει μεγάλη μεταβολή στην ολική εκπομπή της γραμμής. Η μεταβλητότητα αυτού του τύπου μελετήθηκε το 1937 από τον McLaughlin, που ανακάλυψε μια ημιπεριοδική ταλάντωση του λόγου V/R για έναν αριθμό αστέρων φασματικού τύπου Be, τους οποίους ονόμασε μεταβλητούς αστέρες Be. Η χρονική κλίμακα αυτών των ταλαντώσεων είναι της τάξης μερικών ετών. Αυτή η ημιπεριοδική συμπεριφορά μπορεί να διαρκέσει για κάποιο χρονικό διάστημα και μετά να εξαφανιστεί. Κάτι τέτοιο παρατήρησαν οι Cowley & Gugula (1973) στις V/R μεταβολές της γραμμής Hβ στα φάσματα του β^1Mon, μετά από παρατηρήσεις για ένα μεγάλο χρονικό διάστημα. Οι ακτινικές ταχύτητες της κεντρικής απορρόφησης και των δύο συνιστωσών εκπομπής, παρουσίαζαν μεταβολές που γενικά ακολουθούσαν τις V/R μεταβολές, με αποτέλεσμα όλη η γραμμή να μετατοπίζεται προς την ίδια κατεύθυνση. Επομένως, δεν μπορούμε να ερμηνεύσουμε τις μεταβολές V/R ως μετατόπιση της γραμμής απορρόφησης μέσα σε μια σταθερή γραμμή εκπομπής. Οι μετατοπίσεις που παρατηρήθηκαν στον αστέρα β^1Mon αντιστοιχούσαν σε ταχύτητες της τάξης των 50 km/s, ενώ οι μεταβολές του εύρους της γραμμής εκπομπής Hβ κυμαίνονταν μεταξύ 300 km/s και 450 km/s.

Εξετάζοντας τις V/R μεταβολές των διαφόρων γραμμών της σειράς Balmer, παρατηρούμε συχνά ότι η συμπεριφορά τους διαφέρει από τη μια γραμμή στην άλλη. Για παράδειγμα ο λόγος V/R μπορεί να είναι πολύ μεγαλύτερος από τη μονάδα για τη γραμμή Hγ και αντίστοιχα πολύ μικρότερος για τα άλλα μέλη της σειράς (Hδ, Hε κ.λ.π.). Αυτό σημαίνει ότι δεν μπορεί να κατασκευαστεί ένα μοντέλο κελύφους για αστέρες φασματικού τύπου Be έχοντας ως βάση μία μόνο γραμμή Balmer. Γι' αυτό και το μοντέλο του Struve (1931a, b, 1942) δεν μπορεί να εξηγήσει τις ασυμμετρίες και τις μεταβολές των χαρακτηριστικών των περιγραμμάτων των γραμμών.

www.diavlosbooks.gr

Έχουν διατυπωθεί διάφορες προτάσεις για τα φυσικά αίτια που προκαλούν τη μεταβολή του λόγου V/R. Σύμφωνα με την Doazan (1982),οι αυξομειώσεις αυτού του λόγου θα μπορούσαν να είναι αποτέλεσμα μεταβολής της ποσότητας της μάζας που διαφεύγει από τον αστέρα.

Ο McLaughlin (1931, 1933) πρότεινε ένα συνδυασμό περιστροφής και διαστολής του κελύφους. Σ' αυτό το μοντέλο, που προϋποθέτει ότι το κέλυφος είναι οπτικά αραιό, μια γραμμή εκπομπής με V/R<1 παράγεται σε ένα περιστρεφόμενο και διαστελλόμενο κέλυφος, ενώ μια γραμμή με V/R>1 παράγεται σε ένα περιστρεφόμενο και συστελλόμενο κέλυφος.

Καμιά από τις διάφορες θεωρίες, που έχουν προταθεί, δεν μπορεί να εξηγήσει όλα τα χαρακτηριστικά της μεταβλητότητας του λόγου V/R.

4. Φωτομετρική μεταβλητότητα

Πολυετείς παρατηρήσεις, έχουν δείξει ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν μεταβλητότητα στη λαμπρότητά τους με χρονική κλίμακα της τάξης των ετών και τάξη μεταβολής του οπτικού μεγέθους από 0,1 μέχρι 0,2 μεγέθη. Αυτές οι μεταβολές οφείλονται πιθανότατα σε μεταβολές του κελύφους και όχι του ίδιου του αστέρα. Από μια στατιστική μελέτη του Feinstein (1968) φαίνεται ότι περίπου οι μισοί από τους 72 αστέρες που παρατήρησε για μια περίοδο τριών ετών, παρουσίασαν μεταβολή περισσότερο από 0,06 μεγέθη στο ορατό (V), περίπου το ένα τρίτο από αυτούς παρουσίασαν μεταβολή περισσότερο από 0,06 μεγέθη στο (U-B) και το ένα πέμπτο από αυτούς παρουσίασαν μεταβολή περισσότερο από 0,06 μεγέθη στο (B-V). Οι διακυμάνσεις των φωτομετρικών μεγεθών μπορεί να είναι ομαλές ή ακανόνιστες. Έχουν παρατηρηθεί ακόμη και μεταβολές της τάξης των 0,3 μεγεθών.

5. Μεταβολές της ακτινικής ταχύτητας στο κέλυφος

Από τη μέτρηση των ακτινικών ταχυτήτων των διαφόρων στρωμάτων του κελύφους, όπως αυτές προκύπτουν από τις γραμμές εκπομπής ή τις γραμμές κελύφους (shelllines)*, μπορούμε να διαπιστώσουμε αν το κέλυφος διαστέλλεται, συστέλλεται ή είναι στατικό, όταν και η ακτινική ταχύτητα του ίδιου του αστέρα είναι γνωστή. Οι γραμμές που χρησιμοποιούμε για τον προσδιορισμό της ακτινικής ταχύτητας του αστέρα, πολλές φορές αλλοιώνονται από άλλες γραμμές απορρόφησης ή εκπομπής του κελύφους, με τέτοιο τρόπο που οι μετρήσεις των θέσεών τους είναι συχνά ανακριβείς. Πολλές φορές παρατηρείται επέκταση του κελύφους, αλλά σε μερικές περιπτώσεις παρατηρείται μια σειρά από κινήσεις διαστολής και συστολής. Στην ορατή περιοχή του φάσματος οι ακτινικές ταχύτητες του κελύφους είναι της τάξης των 50 km/s, ενώ σπανίως φτάνουν τα 100 km/s.

Όταν ένας αστέρας περνά από μια φάση σε μια άλλη, οι ακτινικές ταχύτητες υπόκεινται συχνά σε μεγάλες μεταβολές. Οι μεταβολές των ακτινικών ταχυτήτων, όπως και των άλλων φασματικών χαρακτηριστικών, είναι, γενικά, μη περιοδικές. Η χρονική κλίμακα των μεταβολών της ακτινικής ταχύτητας κυμαίνεται μεταξύ

* Ως *γραμμές κελύφους* (*shelllines*) ορίστηκαν κάποιες οξείες και μεγάλης έντασης φασματικές γραμμές, οι οποίες εμφανίζονται στα φάσματα κάποιων αστέρων φασματικούτύπου Be. Οι αστέρες στα φάσματα των οποίων παρατηρούνταν αυτές οι γραμμές ονομάστηκαν αστέρες κελύφους (shellstars). Σήμερα, δεν δεχόμαστε την ύπαρξη τέτοιων αστέρων και τη διάκρισή τους από τους υπόλοιπους αστέρες φασματικού τύπου Be, διότι, ουσιαστικά, δεν διαφέρουν από αυτούς. Οι διαφορές που παρατηρούνται στα φάσματα των «αστέρων κελύφους» και των αστέρων Be οφείλονται μόνο στη διαφορετική κλίση του άξονα περιστροφής τους και, ως εκ τούτου, στη διαφορετική γωνία παρατήρησης.

www.physics-books.gr

λίγων ημερών και κάποιων ετών ή δεκαετιών. Παρ' όλα αυτά, σε ορισμένους αστέρες έχουν παρατηρηθεί αυστηρά περιοδικές μεταβολές μικρού πλάτους, που αποδίδονται στη διπλή φύση αυτών των αστέρων.

Από τις μελέτες των ακτινικών ταχυτήτων στην ορατή περιοχή του φάσματος παίρνουμε πληροφορίες για τις κινήσεις στην ψυχρή, ως προς τη φωτόσφαιρα, περιοχή, όπου σχηματίζονται οι γραμμές εκπομπής.

6. Μεταβολές μικρής κλίμακας

Σε φάσματα υψηλής ανάλυσης, το περίγραμμα μιας γραμμής κελύφους (shellline) ή μιας γραμμής εκπομπής δεν φαίνεται ομαλό αλλά παρουσιάζει, ως κάποιο βαθμό, μια δομή. Όταν ο ίδιος αστέρας παρατηρείται ανά μικρά χρονικά διαστήματα της τάξης των λεπτών, ωρών ή ημερών, είναι δυνατό να ανιχνευθούν μικρές, γρήγορες και ακανόνιστες μεταβολές της μορφής των περιγραμμάτων, της ολικής έντασης εκπομπής, των ακτινικών ταχυτήτων καθώς επίσης και του χρώματος.

Η υπεριώδης περιοχή του φάσματος

Από τις διαστημικές παρατηρήσεις στο υπεριώδες, έγινε γρήγορα αποδεκτό ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be είναι μεταβλητοί και σ' αυτή τη φασματική περιοχή. Αισθητές μεταβολές μπορούν να επιτευχθούν σε χρονικές κλίμακες ωρών, ημερών, μηνών ή ετών, ανάλογα με το στάδιο μεταβολών του αστέρα. Αυτές οι μεταβολές, όμως, είναι πολύ μεγαλύτερες από αυτές που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή. Για παράδειγμα, οι μετατοπίσεις των γραμμών συντονισμού του NV στον αστέρα 59 Cyg έχουν παρατηρηθεί να μεταβάλλονται από περίπου 200 km/s έως 1.000 km/s, ενώ αντίστοιχες μεταβολές δεν έχουν βρεθεί ποτέ στο ορατό. Πριν τη διαστημική εποχή, η εξώτερη ατμόσφαιρα των αστέρων φασματικού τύπου Be μπορούσε να θεωρηθεί στατική σε σύγκριση με άλλους αστέρες, όπως οι αστέρες Wolf-Rayet, στους οποίους παρατηρούνται μεγάλες ταχύτητες διαστολής στην ορατή περιοχή. Η σχετική ηρεμία στο ψυχρό εκτεταμένο περίβλημα έρχεται σε μεγάλη αντίθεση με τις βίαιες, μεγάλου πλάτους μεταβολές των υπεριονισμένων περιοχών, που ανακαλύφθηκαν από παρατηρήσεις των αστέρων φασματικού τύπου Be στο υπεριώδες.

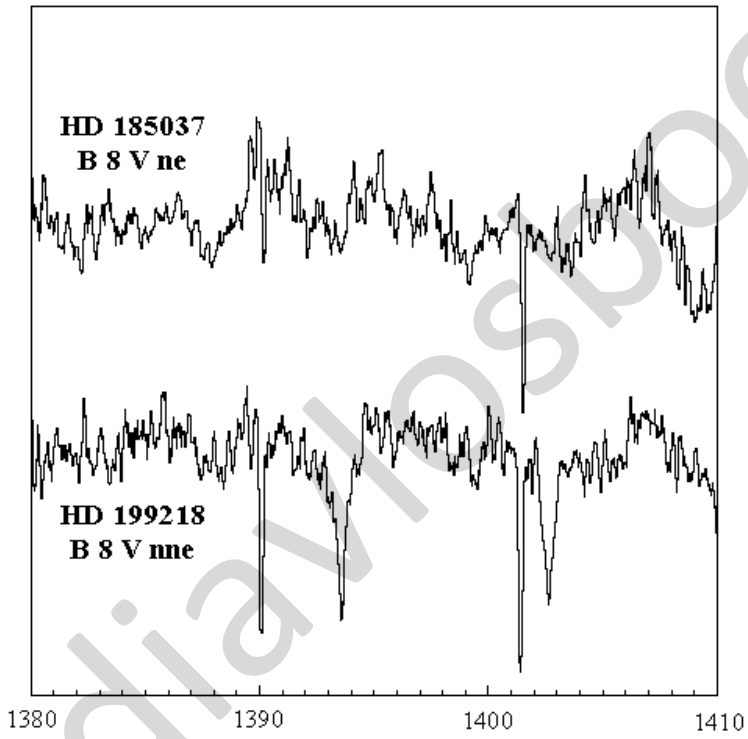
Από παρατηρήσεις του αστέρα 59 Cyg, υποθέτουμε ότι η αρχή μιας νέας φάσης Be σηματοδοτείται από μια ιδιαίτερα αυξημένη ροή μάζας και ότι η φάση Be, με ασθενή και αυξανόμενη εκπομπή, συνοδεύεται από πολύ ισχυρές και μάλλον ακανόνιστες μεταβολές στη ροή μάζας. Φαίνεται ακόμη ότι η τιμή της ροής μάζας μπορεί να παρουσιάζει μεγάλες διαφορές, ανάλογα με το στάδιο της μεταβολής που παρατηρείται στο ορατό. Τέτοιες πληροφορίες δεν μπορούν να προέρχονται από στατιστικές μελέτες, που καλύπτουν μια περιορισμένη περιοχή της ατμόσφαιρας, όπως είναι το ορατό μέρος του φάσματος. Μπορούν να προέρχονται μόνο από συνεχείς και ταυτόχρονες παρατηρήσεις στις διάφορες περιοχές της εξώτερης ατμόσφαιρας σε συγκεκριμένους αστέρες.

Φασματική ταξινόμηση των αστέρων φασματικού τύπου Be

Το πλάτος και η ασάφεια των γραμμών απορρόφησης, καθώς επίσης και η διαταραχή του γραμμικού φάσματος απορρόφησης από τις γραμμές εκπομπής δημιουργούν πολλά προβλήματα στη φασματική ταξινόμηση των αστέρων φασματικού τύπου Be. Οι Keenan & Morgan (1951) θεώρησαν ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be δεν ταιριάζουν στη διδιάστατη φασματική ταξινόμηση του

www.diavlos-books.gr

Yerkes (MK). Η ταξινόμηση αυτών των αστέρων γίνεται με κριτήρια που χρησιμοποιούνται για τους κανονικούς αστέρες φασματικού τύπου Β με βάση τις αναλογίες κάποιων επιλεγμένων γραμμών απορρόφησης. Είναι φανερό ότι ο προσδιορισμός του φασματικού τύπου γι' αυτούς τους αστέρες δεν είναι ακριβής. Έτσι, διάφοροι ερευνητές αποδίδουν διαφορετικούς φασματικούς τύπους για τους ίδιους αστέρες και για την ίδια χρονική περίοδο παρατήρησης. Η διαφορά αυτή κυμαίνεται μεταξύ 2 ή 3 φασματικών υποτύπων και 1 ή 2 τάξεων λαμπρότητας. Αντίστοιχες διαφορές στους φασματικούς υποτύπους και στις τάξεις λαμπρότητας προκύπτουν όταν η φασματική ταξινόμηση γίνεται σε διαφορετικές φασματικές περιοχές. Για παράδειγμα, τα φάσματα στο υπεριώδες, τις περισσότερες φορές, δεν συμφωνούν με τη φασματική ταξινόμηση που γίνεται στο ορατό (σχήμα 1).



Σχήμα 1: Δύο αστέρες ίδιου φασματικού υποτύπου και τάξης λαμπρότητας παρουσιάζουν διαφορετικά φάσματα στο υπεριώδες. Στο φάσμα του αστέρα HD 199218 οι γραμμές συντονισμού του SiIV είναι εμφανείς, σε αντίθεση με το φάσμα του αστέρα HD 185037, στο οποίο οι γραμμές συντονισμού του SiIV είναι σχεδόν ανύπαρκτες.

Το συνεχές φάσμα

Το συνεχές φάσμα ενός αστέρα φασματικού τύπου Be προκύπτει από την επίδραση του περιβλήματος του αστέρα στο συνεχές της φωτόσφαιρας, δηλαδή στο συνεχές ενός κανονικού αστέρα φασματικού τύπου Β.

Στην ορατή περιοχή του φάσματος παρατηρούμε μια εγγενή ερυθρίαση, που προστίθεται στη μεσοαστρική. Οι αστέρες φασματικού τύπου Be, λοιπόν, παρουσιάζουν χαμηλότερη θερμοκρασία χρώματος* από ό,τι οι κανονικοί Β του

Θερμοκρασία χρώματος Tc ονομάζουμε τη θερμοκρασία μέλανος σώματος, που παρουσιάζει, στην περιοχή του φάσματος που γίνεται η παρατήρηση, την ίδια κατανομή έντασης με τον παρατηρούμενο αστέρα. (Δανέζης και Θεοδοσίου 1999).

www.diavlosbooks.gr

ίδιου φασματικού τύπου. Από παρατηρήσεις βλέπουμε ότι όταν στις γραμμές Balmer η εκπομπή είναι μέγιστη, τότε η λαμπρότητα του αστέρα είναι μέγιστη και η θερμοκρασία χρώματος είναι ελάχιστη. Αυτό σημαίνει ότι η ερυθρίαση προκαλείται από περίσσεια ροής ακτινοβολίας στα μεγάλα μήκη κύματος, λόγω ελεύθερης-ελεύθερης (free-free)** και ελεύθερης-δέσμιας (free-bound)** εκπομπής από το κέλυφος ιονισμένου αερίου.

Στην υπέρυθρη περιοχή υπάρχουν ακόμα περισσότερες διαφορές μεταξύ των συνεχών φασμάτων των αστέρων φασματικού τύπου Be και των κανονικών Β. Το μέγεθος της περίσσειας ροής ακτινοβολίας είναι ανάλογο με την έκταση και την πυκνότητα του περιβλήματος του αστέρα φασματικού τύπου Be, απ' όπου προέρχεται. Οι περιπτώσεις όπου η περίσσεια ροής ακτινοβολίας στη συνιστώσα, που προέρχεται από τη φωτόσφαιρα, είναι ασθενής, ερμηνεύονται ως ελεύθερη-ελεύθερη (free-free) εκπομπή ακτινοβολίας από ένα εκτεταμένο ιονισμένο κέλυφος θερμοκρασίας της τάξης των 10^4 K. Οι σημαντικότερες περιπτώσεις περίσσειας ροής ακτινοβολίας ερμηνεύονται ως θερμική επανεκπομπή από σωματίδια σκόνης που βρίσκονται στο αστρικό περίβλημα.

Όσο πιο εκτεταμένη είναι η γραμμική εκπομπή τόσο μεγαλύτερη είναι και η περίσσεια ροής ακτινοβολίας, που προστίθεται στην υπέρυθρη περιοχή του συνεχούς φάσματος της φωτόσφαιρας. Όπως αναφέρει η Doazan (1982), η Briot παρατήρησε ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be που διατηρούν εκπομπή μέχρι το τέλος της σειράς Paschen, παρουσιάζουν ροή ακτινοβολίας μέχρι και επτά φορές μεγαλύτερη από τη ροή ενός κανονικού αστέρα Β του ίδιου φασματικού τύπου στα 10 μm. Αντιθέτως, οι αστέρες φασματικού τύπου Be που εμφανίζουν απορρόφηση μέχρι το τέλος της σειράς Paschen, παρουσιάζουν περίσσεια ροής ακτινοβολίας μέχρι και δυόμισι φορές μεγαλύτερη από τη ροή ενός κανονικού αστέρα Β του ίδιου φασματικού τύπου. Από αυτή τη συσχέτιση μεταξύ της παρουσίας γραμμών εκπομπής και περίσσειας ροής ακτινοβολίας, στην υπέρυθρη περιοχή του φάσματος (infraredexcess) των αστέρων φασματικού τύπου Be, συμπεραίνουμε ότι τα χαρακτηριστικά του φάσματος που δεν προέρχονται από τη φωτόσφαιρα, μπορεί να δημιουργούνται στην περιοχή του πλάσματος που περιβάλλει τον αστέρα.

**Ελεύθερη-ελεύθερη μετάπτωση* (*free-freetransition*)ή αντίστροφη Bremsstrahlungή ακτινοβολία πέδης: Όταν ένα ελεύθερο ηλεκτρόνιο αλληλεπιδρά με ένα φωτόνιο, παρουσία κάποιου ιόντος ή ατόμου, τότε αυτό το ηλεκτρόνιο επιταχύνεται ή επιβραδύνεται, με αποτέλεσμα την απορρόφηση ή εκπομπή ακτινοβολίας. Κατά τη διαδικασία αυτή, το ηλεκτρόνιο είναι ελεύθερο πριν και μετά την αλληλεπίδραση με το φωτόνιο.

Δέσμια-ελεύθερη μετάπτωση (*bound-freetransition*)ή φωτοϊονισμός (photoionization): Όταν ένα άτομο απορροφά ένα φωτόνιο, το οποίο έχει ενέργεια ικανή να ιονίσει το άτομο. Κατά τη διαδικασία αυτή, το ηλεκτρόνιο, το οποίο συμμετείχε στη μετάπτωση, είναι αρχικά δέσμιο και στη συνέχεια ελεύθερο. Η αντίστροφη διαδικασία είναι η ελεύθερη-δέσμια εκπομπή (free-boundemission) ή ακτινοβολιακή επανασύνδεση (radiativerecombination).

Δέσμια-δέσμια μετάπτωση (*bound-boundtransition*)ή φωτοδιέγερση (photoexcitation): Όταν ένα άτομο απορροφά ένα φωτόνιο, το οποίο έχει ενέργεια ικανή να διεγείρει το άτομο.Κατά τη διαδικασία αυτή, το ηλεκτρόνιο, το οποίο συμμετείχε στη μετάπτωση, είναι δέσμιο πριν και μετά την αλληλεπίδραση του ατόμου με το φωτόνιο. Η αντίστροφη διαδικασία είναι η αποδιέγερση του ατόμου, με ταυτόχρονη εκπομπή φωτονίου. Η αποδιέγερση μπορεί να είναι αυθόρμητη ή εξαναγκασμένη, μέσω σύγκρουσης με κάποιο σωματίδιο (αποδιέγερση εκ συγκρούσεως – collisionalde-excitation).

Από τις ελεύθερες-ελεύθερες και δέσμιες-ελεύθερες μεταπτώσεις προκύπτει το συνεχές φάσμα, ενώ από τις δέσμιες-δέσμιες μεταπτώσεις προκύπτει το γραμμικό φάσμα.

(Λασκαρίδης 1973, Emerson1996)

www.diavlobooks.gr

Το γραμμικό φάσμα

Το ορατό φάσμα

Το κυριότερο χαρακτηριστικό στο ορατό φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Be είναι η εμφάνιση γραμμών εκπομπής της σειράς Balmer. Οι γραμμές αυτές συνήθως συνοδεύονται από γραμμές εκπομπής απλώς ιονισμένων μετάλλων ιδιαίτερα γραμμές FeII, TiII και SiII.

Από αστέρα σε αστέρα, οι γραμμές εκπομπής παρουσιάζουν αισθητές μεταβολές. Ομοίως, στον ίδιο αστέρα, οι μεταβολές των γραμμών εκπομπής είναι συνάρτηση του χρόνου. Από παρατηρήσεις πολλών αστέρων φασματικού τύπου Be, φαίνεται ότι τόσο η ένταση όσο και η έκταση της εκπομπής παρουσιάζουν μεγάλη διαφοροποίηση στη σειρά Balmer, σε διαφορετικούς αστέρες. Η ένταση της εκπομπής μειώνεται πάντα από την Hα προς τα επόμενα μέλη της σειράς και οι αστέρες στους οποίους η εκπομπή εκτείνεται μετά την H10 είναι πολύ λίγοι. Στατιστικές μελέτες έχουν δείξει ότι η ένταση της Hα ελαττώνεται από τους αστέρες φασματικού τύπου B0e προς τους A. Αυτή η μείωση της έντασης παρουσιάζει μεγάλη διασπορά, λόγω της μεταβλητότητας και της ιδιαιτερότητας του κάθε αστέρα φασματικού τύπου Be.

Τα περιγράμματα των γραμμών στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν μεγάλη ποικιλία. Στο σχήμα 2 φαίνονται κάποια από τα πιο τυπικά περιγράμματα της Hα. Συνήθως έχουν μια ρηχή, σχεδόν κεντρική, αναστροφή απορρόφησης, που χωρίζει τη γραμμή εκπομπής με τέτοιο τρόπο ώστε να παρουσιάζει δύο κορυφές. Βεβαίως, υπάρχουν και γραμμές χωρίς την κεντρική αναστροφή απορρόφησης και γραμμές με τρεις κορυφές εκπομπής. Η ένταση και το εύρος των γραμμών εκπομπής μεταβάλλονται με το χρόνο, με τις μεταβολές της έντασης να είναι πολύ μεγαλύτερες από τις μεταβολές του πλάτους.

Οι μεταλλικές γραμμές έχουν όμοια περιγράμματα με τις γραμμές υδρογόνου, αλλά αυτά είναι πάντα ασθενέστερα και στενότερα.

Το υπέρυθρο φάσμα

Οι πρώτες παρατηρήσεις στο κοντινό υπέρυθρο, οι οποίες καλύπτουν ένα μεγάλο αριθμό αστέρων, έγιναν στη χρονική περίοδο 1967-1976. Η φασματική περιοχή που μελετάται συχνότερα στο υπέρυθρο εκτείνεται μέχρι τα 8.800 Å. Στην περιοχή αυτή παρατηρείται το τέλος της σειράς Paschen αρχίζοντας από τη γραμμή P11. Η γραμμική συνιστώσα του φάσματος δεν εμφανίζεται διαφορετική σε όλους τους αστέρες φασματικού τύπου Be, συγκριτικά με τους B. Κάποιοι από αυτούς παρουσιάζουν εκπομπές της σειράς Paschen καθώς επίσης και κάποιες γραμμές των ιόντων OI, CaII και FeII. Τα περιγράμματα των γραμμών στο υπέρυθρο έχουν τα χαρακτηριστικά των περιγραμμάτων στο ορατό, δηλαδή μια κεντρική αναστροφή απορρόφησης και οξείες συνιστώσες απορρόφησης.

Το υπεριώδες φάσμα

Από παρατηρήσεις που έγιναν στην υπεριώδη περιοχή του φάσματος, προέκυψαν τέσσερα δεδομένα μεγάλης σημασίας, για τη θεωρία των αστρικών ατμοσφαιρών, τα οποία αφορούν τα φάσματα των θερμών αστέρων, κανονικών και ιδιόμορφων. Τα δεδομένα αυτά δεν προβλέπονται από την κλασική θεωρία των αστρικών ατμοσφαιρών και κανένα τους δεν έχει ερμηνευθεί ικανοποιητικά από τη θεωρία αυτή.

www.diavlosbooks.gr

1. Στην υπεριώδη περιοχή των φασμάτων των αστέρων φασματικού τύπου B και Be υπάρχουν πολύ ισχυρές γραμμές απορρόφησης υψηλά ιονισμένων ατόμων όπως OVI, NV, SiIV και CIV. Οι ενεργές θερμοκρασίες αυτών

2. Οι γραμμές απορρόφησης των πολλαπλώς ιονισμένων ατόμων παρουσιάζουν μεγάλες μετατοπίσεις που αντιστοιχούν σε ταχύτητες μέχρι 3.000 km/s, οι οποίες είναι μεγαλύτερες από την ταχύτητα διαφυγής στην επιφάνεια του αστέρα. Τόσο μεγάλες ταχύτητες στα ατμοσφαιρικά στρώματα των αστέρων φασματικού τύπου B και Be υποδηλώνουν την ύπαρξη ροής μάζας.

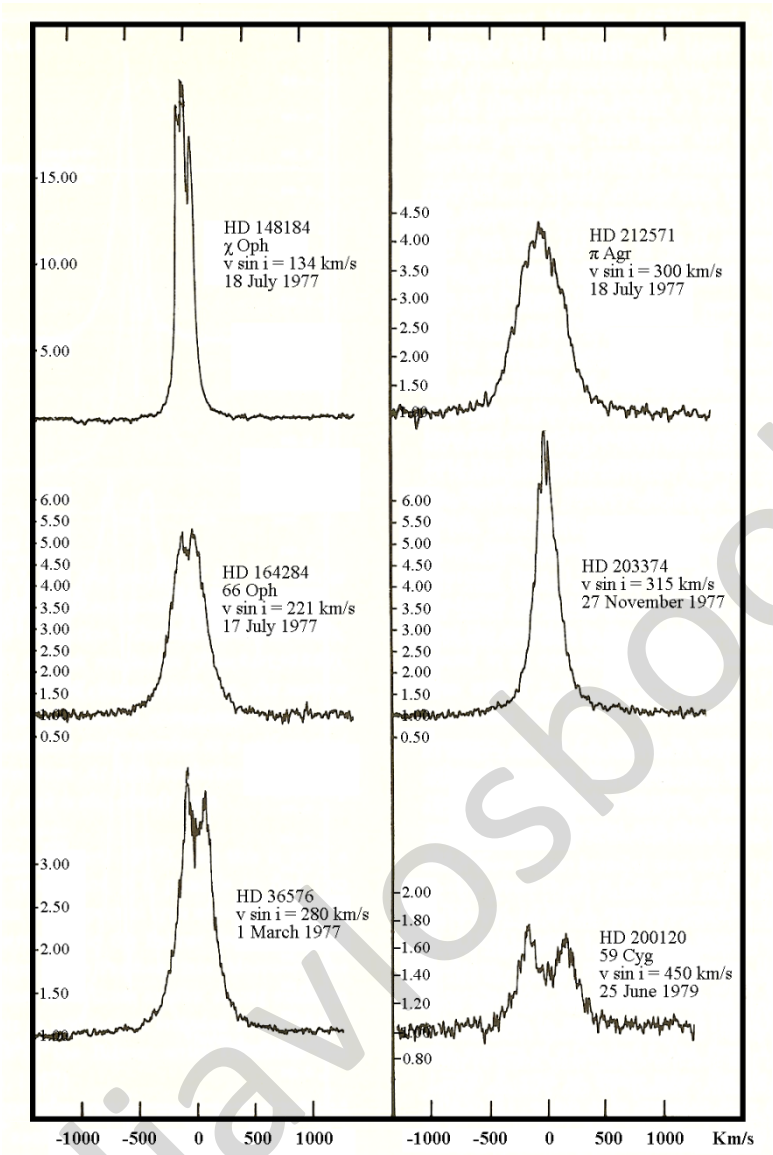
3. Οι γραμμές απορρόφησης των πολλαπλώς ιονισμένων ατόμων παρουσιάζουν μεγάλες μετατοπίσεις που αντιστοιχούν σε ταχύτητες μέχρι 3.000 km/s, οι οποίες είναι μεγαλύτερες από την ταχύτητα διαφυγής στην επιφάνεια του αστέρα. Τόσο μεγάλες ταχύτητες στα ατμοσφαιρικά στρώματα των αστέρων φασματικού τύπου B και Be υποδηλώνουν την ύπαρξη ροής μάζας.

4. Οι γραμμές αυτές μπορούν να έχουν διαφορετικά περιγράμματα, εντάσεις και μετατοπίσεις για δύο κανονικούς ή ιδιόμορφους αστέρες του ίδιου φασματικού τύπου και της ίδιας τάξης λαμπρότητας (Morton 1979). Αυτό σημαίνει ότι οι κατανομές ταχυτήτων και πυκνότητας στις υπεριονισμένες περιοχές μπορούν να είναι διαφορετικές για δύο αστέρες που έχουν ίδιες τιμές T_{eff}^{*} και g_{eff}^{*}. Επομένως οι δύο αυτές τιμές δεν επαρκούν

www.diavlosbooks.gr

*Ενεργός θερμοκρασία T_{eff} ενός αστέρα είναι η θερμοκρασία μέλανος σώματος, της ίδιας ακτίνας με τον αστέρα, που εκπέμπει ανά μονάδα επιφάνειας (cm^2) και χρόνου (s), το ίδιο συνολικό ποσό ενέργειας με το παρατηρούμενο από τον αστέρα. (Δανέζης και Θεοδοσίου 1999)

Αντίστοιχα ορίζεται και η *ενεργός βαρύτητα g_{eff}*, η οποία είναι η επιτάχυνση της βαρύτητας στην επιφάνεια ενός μέλανος σώματος, το οποίο έχει ίδια μάζα, ακτίνα και θερμοκρασία με τον αστέρα, που εκπέμπει ανά μονάδα επιφάνειας (cm^2) και χρόνου (s), το ίδιο συνολικό ποσό ενέργειας με το παρατηρούμενο από τον αστέρα. Η σχέση που συνδέει την ενεργό θερμοκρασία με την ενεργό βαρύτητα είναι: $T_{eff} = \left(\frac{r^2}{\sigma G M} f g_{eff} \right)^{\frac{1}{4}}$, όπου r η απόσταση του αστέρα από τη Γη, σ η σταθερά Stefan-Boltzmann, G η παγκόσμια σταθερά της βαρύτητας, M η μάζα του αστέρα και f η ροή της ολικής ακτινοβολίας του αστέρα.



Σχήμα 2: Περίγραμμα της Ηα σε φάσματα τύπου Be ανάλυσης 12,2 Å/mm. (Haute-ProvenceObservatory). Το κυριότερο χαρακτηριστικό είναι η αναστροφή απορρόφησης. Εμφανίζονται τρεις κορυφές για χαμηλές και υψηλές Vsini. Το εύρος στη βάση της Ηα είναι πολύ μεγαλύτερο από τα αντίστοιχα των φωτοσφαιρικών γραμμών απορρόφησης (HeI) (Doazan 1982).

5. για την περιγραφή των εξώτερων στρωμάτων της ατμόσφαιρας των αστέρων φασματικού τύπου Β και Be, αφού αστέρες που ταξινομούνται στην ίδια ομάδα μπορεί να μην είναι πανομοιότυποι.

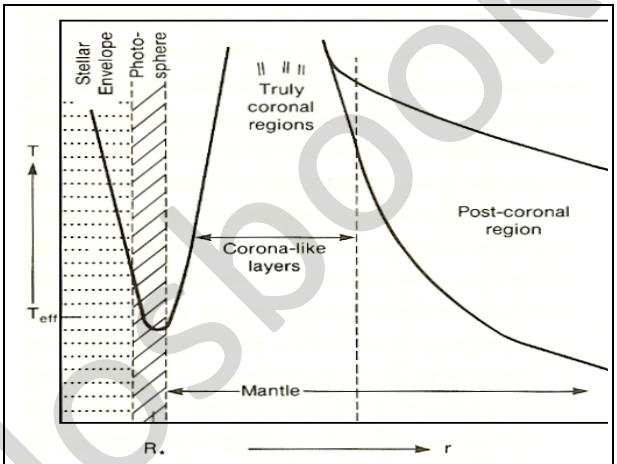
6. Το φαινόμενο της μεταβλητότητας στις μετατοπίσεις, στις εντάσεις και στα περιγράμματα των γραμμών των υπεριονισμένων ατόμων παρατηρείται τόσο στους κανονικούς Β, όσο και στους ιδιόμορφους αστέρες φασματικού τύπου Be.

Στην υπεριώδη περιοχή, από 1.000 ως 3.000 Å, των φασμάτων των αστέρων φασματικού τύπου Β και Be όλων των τάξεων λαμπρότητας παρουσιάζονται λίγα χαρακτηριστικά εκπομπής. Τα φάσματα αυτά ανήκουν κυρίως σε πολύ θερμούς υπεργίγαντες και σε συγκεκριμένους αστέρες φασματικού τύπου Be. Για τους υπεργίγαντες τα κύρια χαρακτηριστικά εκπομπής είναι οι κόκκινες πτέρυγες εκπομπής των υπεριονισμένων γραμμών με περίγραμμα PCygni. Σε

www.diavlosbooks.gr

συγκεκριμένους αστέρες φασματικού τύπου Be και Bep*, με ιδιαίτερα πυκνά και εκτεταμένα κελύφη, παρουσιάζεται εκπομπή, σχεδόν ίσης έντασης, και στις δύο πτέρυγες των γραμμών απορρόφησης. Η εκπομπή αυτή προέρχεται από ιόντα χαμηλού βαθμού ιονισμού, όπως MgII, AlII και FeII και βρίσκεται στο μέσο της υπεριώδους περιοχής.

Η διάκριση μεταξύ των αστέρων φασματικού τύπου Be και των κανονικών B στηρίζεται κυρίως στην παρουσία των γραμμών εκπομπής στο ορατό. Αυτό σημαίνει ότι στους αστέρες φασματικού τύπου Be παραβιάζονται μία ή περισσότερες από τις συνθήκες ισορροπίας που δέχεται η κλασική θεωρία των αστρικών ατμοσφαιρών. Στην υπεριώδη περιοχή η διάκριση αυτή στηρίζεται κυρίως στην παρουσία υπεριονισμένων γραμμών, αφού για το σχηματισμό τους απαιτείται μια μη ακτινοβολιακή ροή ενέργειας, γεγονός που δεν αποτελεί μια ανωμαλία σε σχέση με τα θερμικά μοντέλα. Το γεγονός ότι οι υπεριονισμένες γραμμές μπορεί να είναι ασθενείς με ένα περίγραμμα απορρόφησης ή ισχυρές και να παρουσιάζουν ένα έντονο περίγραμμα PCygni και κόκκινη πτέρυγα εκπομπής, δεν υποδηλώνει την ύπαρξη διαφορετικών φαινομένων, αλλά μόνο μια διαφορά στο βαθμό της ίδιας ανωμαλίας μεταξύ διαφορετικών ομάδων αστέρων.



Σχήμα 3: Κατανομή της θερμοκρασίας συναρτήσει της απόστασης στη φωτόσφαιρα και στο μανδύα ενός αστέρα φασματικού τύπου B. Το πάχος της φωτόσφαιρας είναι μικρότερο από 0,1 R*. Η καμπύλες A και B αναπαριστούν το νόμο της θερμοκρασίας για μανδύα χαμηλής και υψηλής πυκνότητας, αντίστοιχα. Οι κλίμακες στους δύο άξονες δεν είναι γραμμικές και γι' αυτό οι διαστάσεις των περιοχών της ατμόσφαιρας που φαίνονται στο σχήμα δεν απεικονίζουν τις πραγματικές αναλογίες μεταξύ τους (Doazan 1982).

Η ύπαρξη μη ακτινοβολιακής ενεργειακής ροής στους θερμότερους B και στους περισσότερους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι μια ισχυρή ένδειξη για το γεγονός ότι οι ατμόσφαιρές τους έχουν όμοιες ακτινικές κατανομές θερμοκρασίας. Κάτι τέτοιο υποδηλώνει ότι για τους δύο αυτούς τύπους αστέρων η διάταξη των περιοχών μετά τη φωτόσφαιρα είναι: χρωμόσφαιρα, στέμμα και μεταστεμματική περιοχή. Το γεγονός ότι η ακτινική μεταβολή της θερμοκρασίας έχει την ίδια δομή για όλους τους αστέρες φασματικού τύπου B, δεν σημαίνει ότι η κατανομή της θερμοκρασίας είναι εντελώς ίδια, αλλά, απλώς, ότι από τη φωτόσφαιρα προς τα έξω, η θερμοκρασία αυξάνει μέχρι το στέμμα και μετά ελαττώνεται, λόγω ακτινοβολιακών απωλειών, στη μεταστεμματική περιοχή. Ανάλογα με τις τιμές της μη ακτινοβολιακής ενεργειακής ροής και της πυκνότητας σ' αυτές τις περιοχές, η ελάττωση της θερμοκρασίας μπορεί να γίνεται περισσότερο ή λιγότερο γρήγορα. Όσο μεγαλύτερη είναι η πυκνότητα, τόσο ταχύτερα ελαττώνεται η θερμοκρασία (σχήμα 3).

* Το πρόθεμα p, το οποίο συνοδεύει το φασματικό τύπο ενός αστέρα σημαίνει ότι ο αστέρας αυτός εμφανίζει ιδιόμορφο φάσμα (**p**eculiar)

www.diavlos.gr

Όπως η ύπαρξη μη ακτινοβολιακής ενέργειας είναι ενδεικτική για τις όμοιες ακτινικές κατανομές θερμοκρασίας, έτσι και η ύπαρξη ροής μάζας είναι ενδεικτική για όμοιες ακτινικές κατανομές πυκνότητας στις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Β και Be. Βεβαίως, αυτό δεν σημαίνει ότι αυτοί οι δύο τύποι αστέρων πρέπει να έχουν την ίδια κατανομή πυκνότητας, τον ίδιο βαθμό συμμετρίας ή ασυμμετρίας ή την ίδια λεπτή δομή σε κάθε ανομοιογένεια που ίσως υπάρχει. Υποδηλώνει, απλώς, ότι η φθίνουσα εκθετική κατανομή της πυκνότητας στη φωτόσφαιρα αντικαθίσταται από μια βραδύτερα ελαττούμενη κατανομή, που μάλλον ακολουθεί νόμο αντίστροφου τετραγώνου της απόστασης, καθώς προχωράμε από τη φωτόσφαιρα προς το στέμμα και τη μεταστεμματική περιοχή.

Σε αντίθεση με τις περιπτώσεις των καινοφανών και των αστέρων τύπου Wolf-Rayet, ένα από τα προβλήματα που αντιμετώπιζε η ερμηνεία του φαινομένου Be, στην ορατή περιοχή, ήταν η απουσία πληροφοριών από τη φωτόσφαιρα σχετικά με την εκτίναξη του υλικού που σχηματίζει την εκτεταμένη ατμόσφαιρα. Η δημιουργία μιας πολύ εκτεταμένης ατμόσφαιρας δεν μπορεί να εξηγηθεί από τις πολύ μικρές ταχύτητες διαστολής που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή. Παρ' όλα αυτά, οι παρατηρήσεις των γραμμών απορρόφησης στην υπεριώδη περιοχή έδειξαν την παρουσία μεγάλων ταχυτήτων διαστολής, ικανών να σχηματίσουν το εκτεταμένο κέλυφος, που δημιουργεί τα ιδιαίτερα χαρακτηριστικά του ορατού φάσματος των αστέρων φασματικού τύπου Be.

Η κατανομή των ακτινικών ταχυτήτων στην ατμόσφαιρα έχει την ίδια μορφή με την κατανομή της θερμοκρασίας. Οι ταχύτητες αυξάνουν από υποθερμικές τιμές στη φωτόσφαιρα σε μεταθερμικές και υπερθερμικές γραμμές στο στέμμα. Δηλαδή, παρατηρείται μια αύξηση στις ακτινικές ταχύτητες από τη φωτόσφαιρα προς το στέμμα. Στη στεμματική περιοχή, όπου το υλικό είναι υπεριονισμένο, τα ιόντα επιταχύνονται ακόμη περισσότερο, λόγω της πίεσης ακτινοβολίας ή των αναπτυσσόμενων μαγνητικών πεδίων. Αντιθέτως, στις ψυχρότερες περιοχές, μετά το στέμμα, εκεί όπου σχηματίζεται το κέλυφος που παρατηρείται στο ορατό και όπου τα ιόντα είναι λιγότερο ιονισμένα, οι ταχύτητες έχουν μικρότερες τιμές, γεγονός που υποδηλώνει ότι το υλικό έχει επιβραδυνθεί. Αυτή η επιβράδυνση μπορεί να οφείλεται σε μια ισχυρή αλληλεπίδραση μεταξύ του μεταβλητού αστρικού ανέμου και του μεσοαστρικού υλικού, που δημιουργεί ένα κρουστικό κύμα (Doazan 1982).

Οι κανονικοί αστέρες φασματικού τύπου Β, υψηλής θερμοκρασίας και μικρής τάξης λαμπρότητας, πρέπει να έχουν λιγότερο εκτεταμένες και πιο αραιές μεταστεμματικές περιοχές από τους αστέρες φασματικού τύπου Be. Δηλαδή, η ουσιαστική διαφορά μεταξύ των ατμοσφαιρών των αστέρων φασματικού τύπου Β και Be εντοπίζεται στην παρουσία μιας πυκνής και εκτεταμένης, ψυχρής ($T \cong 10^4$ K) και χαμηλής ταχύτητας διαστολής περιοχής μετά το στέμμα.

Πριν γίνουν οι παρατηρήσεις στο υπέρυθρο, το βασικό ερώτημα που προέκυπτε από την ύπαρξη του φαινομένου Be ήταν: γιατί ανάμεσα σε όλους τους αστέρες φασματικού τύπου Β μόνο οι Be εμφανίζουν εκτεταμένη ατμόσφαιρα; Σήμερα, είναι πλέον γνωστό ότι η παρουσία ατμόσφαιρας έξω από τη φωτόσφαιρα είναι κοινή ιδιότητα τόσο των κανονικών όσο και των ιδιόμορφων αστέρων στο διάγραμμα Hertzsprung-Russell (διάγραμμα H-R)* και όχι μια ανωμαλία. Η

*Το *διάγραμμα Hertzsprung-Russell*(*H-R*) ή διάγραμμα θερμοκρασίας-φωτεινότητας ή διάγραμμα θερμοκρασίας-απόλυτης λαμπρότητας είναι μια γραφική παράσταση που συσχετίζει τις φωτεινότητες ή τα απόλυτα μεγέθη των αστέρων με τις θερμοκρασίες, τους φασματικούς τύπους και τα χρώματά τους. Δηλαδή το διάγραμμα H-R παρέχει μια σχέση της φωτεινότητας του αστέρα με την επιφανειακή θερμοκρασία του(Δανέζης και Θεοδοσίου 1999).

www.physicsbooks.gr

διάκριση μεταξύ των αστέρων φασματικού τύπου Β και Be δεν στηρίζεται στην παρουσία της εξώτερης ατμόσφαιρας, αλλά στην παρουσία ψυχρών μεταστεμματικών περιοχών, που είναι αρκετά πυκνές και/ή εκτεταμένες ώστε οι γραμμές εκπομπής τους να παρατηρούνται στο ορατό. Για το σχηματισμό αυτών των πυκνών και εκτεταμένων περιοχών, απαιτείται μια τιμή για τη ροή μάζας, μεγαλύτερη για τους αστέρες φασματικού τύπου Be από την αντίστοιχη τιμή για τους κανονικούς Β. Οι παρατηρήσεις των αστέρων φασματικού τύπου Be στην υπεριώδη περιοχή υποδεικνύουν υψηλή μεταβλητότητα στη ροή μάζας.

Όπως είπαμε, από παρατηρήσεις φαίνεται ότι οι κανονικοί αστέρες φασματικού τύπου Β και οι αστέρες φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν όμοιες ακτινικές κατανομές θερμοκρασίας, πυκνότητας και ακτινικών ταχυτήτων. Αυτό όμως, δεν σημαίνει ότι είναι ίδιες οι κατανομές αυτές και τα σχετικά μεγέθη των διαφόρων περιοχών, στις οποίες υποδιαιρούνται οι ατμόσφαιρές τους, ούτε και ότι είναι ίδιο το γεωμετρικό σχήμα των ατμοσφαιρών τους.

Τέλος, όπως αναφέρει η Doazan (1982), πρέπει να τονίσουμε ότι, παρόλο που εκφράζουμε τις κατανομές της θερμοκρασίας, της πυκνότητας και των ακτινικών ταχυτήτων επέκτασης συναρτήσει μόνο της ακτινικής συνιστώσας, στην πραγματικότητα παρουσιάζονται ασυνέχειες και ανωμαλίες, στις κατανομές αυτές, σε όλη την έκταση της ατμόσφαιρας, γεγονός που χαρακτηρίζει τις ανομοιογένειες και τη λεπτή υφή που παρουσιάζουν όλες οι αστρικές ατμόσφαιρες, σε μεγαλύτερο ή μικρότερο βαθμό.

Ο υπεριονισμός στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Be

Οι γραμμές απορρόφησης ατόμων υψηλού βαθμού ιονισμού, όπως O VI, και NV και οι μεγάλες μετατοπίσεις ή ασυμμετρίες που παρουσιάζουν, δεν μας επιτρέπουν να θεωρήσουμε ότι αυτά τα ιόντα βρίσκονται στις φωτόσφαιρες των αστέρων. Αντιθέτως, τα ιόντα υψηλού βαθμού ιονισμού είναι ενδεικτικά για την ύπαρξη ατμόσφαιρας έξω από τη φωτόσφαιρα. Οι Lamers & Snow (1978) μελέτησαν τις συνθήκες ισορροπίας ιονισμού στις εξώτερες ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικών τύπων Ο και Β. Θεώρησαν δύο διαφορετικές περιπτώσεις. Στην πρώτη, το εξωτερικό μέρος της ατμόσφαιρας είναι ψυχρό με $T_e \cong 0{,}8\ T_{eff}$* και στη δεύτερη είναι θερμό με $T_e > T_{eff}$. Βεβαίως, και στις δύο περιπτώσεις, η εξώτερη ατμόσφαιρα θεωρείται οπτικά λεπτή. Έδειξαν ότι η ακτινοβολία δεν είναι ο κύριος παράγοντας για την ισορροπία ιονισμού και ότι η θερμοκρασία αυτού του εξωτερικού στρώματος της ατμόσφαιρας πρέπει να είναι μεγαλύτερη από την ενεργό θερμοκρασία του αστέρα. Παρατήρησαν ακόμη, ότι οι εξώτερες ατμόσφαιρες των αστέρων που παρουσιάζουν γραμμές συντονισμού OVI και NV, θα πρέπει να έχουν $T_e \cong (4 \pm 2)\ 10^5$ K, ενώ για τους αστέρες που παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής SiIV αλλά όχι OVI και NV, η αντίστοιχη τιμή της T_e πρέπει να είναι περίπου $(7 \pm 3)\ 10^4$ K.

Οι θερμότεροι και φωτεινότεροι αστέρες έχουν την τάση να παρουσιάζουν τους υψηλότερους βαθμούς ιονισμού (Snow&Morton 1976), αλλά είναι ξεκάθαρο ότι ο υπεριονισμός δεν είναι συνάρτηση μόνο τουαπόλυτου βολομετρικού

*ΗλεκτρονιακήθερμοκρασίαT_eείναιηθερμοκρασίαπουκαθορίζεταιαπότημέσηκινητικήενέργεια των ελεύθερων ηλεκτρονίων του πλάσματος. Είναιγνωστήκαιως*κινητικήθερμοκρασία.*

www.diavlosbooks.gr

μεγέθους (M_{bol})* ή της ενεργού θερμοκρασίας (T_{eff}). Σ' αυτή τη γενική τάση παρατηρούνται συνεχώς εξαιρέσεις, όπου οι λιγότερο λαμπροί αστέρες παρουσιάζουν μεγαλύτερο βαθμό ιονισμού ή αστέρες του ίδιου φασματικού τύπου παρουσιάζουν διαφορετικούς βαθμούς ιονισμού (Morton 1979, Costero et al. 1981). Ως εκ τούτου, οι ιδιότητες της εξώτερης ατμόσφαιρας δεν εξαρτώνται μόνο από τη θέση του αστέρα στο διάγραμμα H-R, δηλαδή οι παράμετροι T_{eff} και g_{eff} δεν περιγράφουν επαρκώς την αστρική ατμόσφαιρα.

Οι Snow & Marlborough (1976) και Marlborough (1977), από παρατηρήσεις που έκαναν με το δορυφόρο Copernicus (ανάλυση 0,2 Å) έδειξαν ότι ο υπεριονισμός στους αστέρες φασματικού τύπου Be εξαρτάται από το M_{bol} και την T_{eff}.

Ο Dachs (1980) παρατήρησε, με το δορυφόρο IUE, οκτώ αστέρες Be με φασματικούς υποτύπους από B1,5 μέχρι B4 και ταχύτητες περιστροφής Vsini μεταξύ 85 km/s και 400 km/s. Δεν παρατηρήθηκε καμιά ιδιαίτερη τάση για μεταβολή του βαθμού ιονισμού συναρτήσει της T_{eff} ή της Vsini. Στο φάσμα του αστέρα HD 120991 (B2 V) οι γραμμές συντονισμού των NV και CIV είναι ισχυρές, παρουσιάζουν ασυμμετρίες και μικρή ταχύτητα περιστροφής, περίπου 85 km/s. Οι γραμμές αυτές είναι παρόμοιες με τις γραμμές του αστέρα 59 Cyg (B1,5 Ve) σε κάποια στάδια μεταβολών του, με τη διαφορά ότι η Vsini είναι 450 km/s. Οι γραμμές συντονισμού του CIV παρατηρήθηκαν στα φάσματα των αστέρων θ CrB (B6 Ve) με Vsini=450 km/s και HD 50138 (B7-8 V, IVe) με Vsini=150 km/s. Οι γραμμές συντονισμού του CIV δεν συγχέονται με τις γραμμές του FeIII σ' αυτό τον αστέρα, γιατί το φάσμα του κυριαρχείται από περίπου 2.000 γραμμές FeII, ενώ οι λίγες γραμμές FeIII είναι ασθενείς (Divanetal. 1981).

Οι Henizeetal. (1976) μελέτησαν το λόγο των εντάσεων των γραμμών SiIV / CIV σε 34 αστέρες με φασματικούς υποτύπους μεταξύ B0 και B2, συμπεριλαμβανομένων και 11 αστέρων φασματικού τύπου Be, χρησιμοποιώντας παρατηρήσεις από το διαστημόπλοιο SkylabS019 (ανάλυση 2 Å στα 1.400 Å). Βρήκαν ότι αυτός ο λόγος είναι στατιστικά μικρότερος για κάποιους αστέρες φασματικού τύπου Be από τον αντίστοιχο λόγο των υπεργιγάντων και των κανονικών αστέρων B του ίδιου φασματικού τύπου. Οι Panec & Savage (1976) χρησιμοποίησαν παρατηρήσεις από το δορυφόρο OAO-2 (ανάλυση 12 Å) για να μελετήσουν το ισοδύναμο εύρος των γραμμών SiIV και CIV σε 118 αστέρες φασματικού τύπου B. Βρήκαν ότι οι γραμμές του SiIV στους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι συγκρίσιμες με αυτές των κανονικών αστέρων B της Κύριας Ακολουθίας, ενώ οι γραμμές του CIV είναι ισχυρότερες σε πολλούς αστέρες φασματικού τύπου Be και στους υπεργίγαντες. Παρατήρησαν ακόμη ότι οι γραμμές των SiIV και CIV στο φάσμα του αστέρα γ Cas παρουσίαζαν μεγάλες μεταβολές στο ισοδύναμο εύρος, από εύρος νάνου σε εύρος υπεργίγαντα, σε διάστημα λίγων μηνών. Ο Molnar (1975) χρησιμοποίησε το φασματογράφο UVS του διαστημοπλοίου Mariner 9 (ανάλυση 7,5 Å) και παρατήρησε μεταβολές στις γραμμές του SiIV στο φάσμα του αστέρα φ Cas σε μία μόνο ημέρα. Αυτή είναι μια ξεκάθαρη ένδειξη ότι αυτά τα αποτελέσματα αντιπροσωπεύουν μόνο κάτι

*Το *βολομετρικό μέγεθος (m_{bol})* ενός άστρου αναφέρεται σ' ολόκληρο το φάσμα του. Είναι ένα μέτρο της συνολικής ακτινοβολίας που εκπέμπεται από το άστρο και λαμβάνεται ανά μονάδα επιφανείας έξω από τη γήινη ατμόσφαιρα. Το βολομετρικό μέγεθος (m_{bol}) ενός άστρου αντιστοιχεί στη φωτεινότητά του και δεν μπορεί να υπολογιστεί άμεσα. Έτσι, υπολογίζεται έμμεσα από το οπτικό μέγεθος και από μια ποσότητα που καλείται *Βολομετρική Διόρθωση* (B.C.=Bolometric Correction): B.C. $=m_{bol}-m_V$. Στην απόσταση των 10 pc, ορίζεται το *απόλυτο βολομετρικό μέγεθος M_{bol}* (Δανέζης και Θεοδοσίου 1999).

www.diavlos.gr

εποχιακό και ότι δεν υπάρχει κανένας συσχετισμός μεταξύ του ισοδύναμου εύρους των γραμμών του CIV και του φασματικού τύπου των αστέρων Be.

Ο υπεριονισμός παρατηρείται και στους κανονικούς αστέρες φασματικού τύπου Β και στους Be. Παρ' όλα αυτά στους αστέρες φασματικού τύπου Be ο υπεριονισμός είναι πιο εμφανής συγκριτικά με τους κανονικούς αστέρες Β της Κύριας Ακολουθίας και αυτό το φαινόμενο είναι πιο εμφανές, και συχνότερο, στους αστέρες Β με μεταγενέστερους υποτύπους. Όλες αυτές οι παρατηρήσεις υποδεικνύουν την ύπαρξη μιας περιοχής που θερμαίνεται από μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή πάνω από τη φωτόσφαιρα σε έναν αστέρα φασματικού τύπου Be. Αυτός είναι ο απόλυτος ορισμός της χρωμοσφαιρικής περιοχής. Ακόμη, η ανίχνευση εκπομπής ακτινοβολίας Χ από αστέρες όλων των φασματικών τύπων στο διάγραμμα H-R, δείχνει ότι η χρωμόσφαιρα ακολουθείται από ένα στέμμα με θερμοκρασία μερικών εκατομμυρίων βαθμών. Αυτή η στεμματική περιοχή ακολουθείται από μια μεταστεμματική περιοχή, όπου οι ακτινοβολιακές απώλειες ψυχραίνουν την ατμόσφαιρα. Η ύπαρξη υπεριονισμού και στους κανονικούς αστέρες φασματικού τύπου Β και στους αστέρες Be υποδηλώνει ότι έχουν την ίδια ακτινική δομή στις υπεριονισμένες περιοχές. Ωστόσο, αυτό δεν σημαίνει ότι το σχετικό μέγεθος των διάφορων περιοχών είναι το ίδιο, δηλαδή ότι οι κατανομές πυκνότητας και θερμοκρασίας είναι ίδιες, αλλά μόνο ότι πάνω από τη φωτόσφαιρα η θερμοκρασία πρέπει να αυξάνει προς τα έξω και στη συνέχεια να μειώνεται. Επίσης, δεν σημαίνει ότι η γεωμετρία της εξώτερης ατμόσφαιρας είναι πανομοιότυπη γι' αυτούς τους δύο τύπους αστέρων, αν και μέχρι τώρα δεν υπάρχει καμία ένδειξη ότι ο υπεριονισμός εξαρτάται από τη Vsini. Όλα τα είδη ασυμμετρίας ή ανομοιογένειας μπορούν να συμπεριληφθούν σε μια τέτοια ακτινική κατανομή θερμοκρασίας, αν κάτι τέτοιο απαιτείται από τις παρατηρήσεις.

Οι μετατοπίσεις των υπεριονισμένων γραμμών

Για τους τέσσερις αστέρες φασματικού τύπου Be: 59 Cyg (B1,5 IVe), γ Cas (B0,5 IVe), 66 Oph (B3 IIIe) και ω Ori (B2Ve), έχουν παρατηρηθεί μετατοπίσεις των γραμμών NV και CIV, με ταχύτητες που ξεπερνούν την ταχύτητα διαφυγής στη φωτόσφαιρα. Η Vsini παίρνει τις τιμές 450, 300, 275 και 190 km/s αντίστοιχα. Έτσι, κινούμενοι από τον 59 Cyg προς τον ω Ori, στην ουσία, κινούμαστε από έναν αστέρα φασματικού τύπου Be, που τον βλέπουμε παράλληλα στο επίπεδο του ισημερινού, προς έναν αστέρα, που τον βλέπουμε υπό μικρή γωνία σε σχέση με τον άξονα περιστροφής του. Οι μετατοπίσεις των γραμμών NV και C IV που παρατηρήθηκαν γι' αυτούς τους τέσσερις αστέρες (ανάλογα με το στάδιο μεταβολής για τους 59 Cyg και γ Cas) είναι: -200 μέχρι -1.200 km/s για τον 59 Cyg, -150 μέχρι -1.500 km/s για τον γ Cas και -750 km/s για τους 66 Oph και ω Ori. Βεβαίως, είναι φανερό ότι δεν υπάρχει προφανής συσχετισμός μεταξύ των παρατηρούμενων μετατοπίσεων και των τιμών της Vsini. Αντιθέτως, οι διαφορές ανάμεσα στις παρατηρούμενες μετατοπίσεις για τον ίδιο αστέρα είναι πολύ μεγαλύτερες, ανάλογα με το στάδιο των μεταβολών, από τις διαφορές μεταξύ δύο αστέρων, όπου ο ένας παρατηρείται υπό μικρή γωνία σε σχέση με τον άξονα περιστροφής, ενώ για τον άλλο η ακτίνα παρατήρησης είναι παράλληλη στο επίπεδο του ισημερινού (equator-on). Το γεγονός ότι σε αστέρες με μικρές Vsini παρατηρούνται ισχυρές, πολύ μετατοπισμένες υπεριονισμένες γραμμές, υποδηλώνει ότι η εκτόξευση του υλικού δεν περιορίζεται στην περιοχή του ισημερινού, αλλά συμβαίνει και σε μεγάλα πλάτη, κοντά στους πόλους. Η μελέτη των υπεριωδών φασμάτων αστέρων, για τους οποίους η ακτίνα παρατήρησης είναι κάθετη στον άξονα περιστροφής (pole-on), όπου υπάρχουν

www.sfakianakisbooks.gr

πολλές γραμμές ιονισμένων μετάλλων, οδηγεί στο ίδιο συμπέρασμα (Snow 1975, Peters 1976, Snow et al. 1979).

Στον αστέρα 59 Cyg, σε συγκεκριμένες περιόδους, υπάρχει άμεση σχέση μεταξύ της μετατόπισης των γραμμών και του βαθμού ασυμμετρίας τους σε σχέση με το δυναμικό ιονισμού. Οι γραμμές του SiIV παρουσιάζουν συμμετρία και αμελητέα μετατόπιση, ενώ οι γραμμές των CIV και NV παρουσιάζουν έντονες ασυμμετρίες και μετατοπίσεις από -750 km/s μέχρι -1.000 km/s(Doazan et al. 1980a, 1980b). Άλλες φορές η σχέση αυτή είναι πολύ πιο ασθενής: μεταβάλλεται από -100 km/s στις γραμμές SiIV μέχρι -200 km/s στις γραμμές NV (Snow & Marlborough 1980). Οι γραμμές των CIV και N V του 59 Cyg παρουσιάζουν τις μεγαλύτερες διακυμάνσεις στα περιγράμματα και στις μετατοπίσεις που έχουν παρατηρηθεί στην υπεριώδη περιοχή στους θερμούς αστέρες. Αυτές οι μεταβολές δείχνουν ότι η απώλεια μάζας αυξάνει και μεταβάλλεται περισσότερο, όταν ο αστέρας μεταβαίνει από μια σχεδόν κανονική φάση B σε μια νέα φάση Be με αυξανόμενη εκπομπή. Στον αστέρα γ Cas οι γραμμές συντονισμού των NV, CIV και SiIV εμφανίζουν δύο συνιστώσες σε συγκεκριμένες φάσεις: η πιο πλατιά έχει μικρή ταχύτητα (-100 km/s), ενώ η πιο στενή, που είναι μετατοπισμένη κατά -1.500 km/s περίπου, παρουσιάζει μεγάλες μεταβολές βάθους μέσα σε λίγες ημέρες (Henrichs et al. 1980, Doazan et al. 1980c). Ακόμη, στους αστέρες 66 Oph και ω Ori παρατηρούνται μεγάλες μετατοπίσεις περίπου -750 km/s (Peters 1981). Ο ω Ori, που θεωρείται pole-on αστέρας, εμφανίζει μεγαλύτερη ταχύτητα επέκτασης από τους 59 Cyg και γ Cas σε κάποια στάδια των μεταβολών τους. Οι γραμμές συντονισμού του CIV στον ω Ori εμφανίζουν τρεις συνιστώσες στα -545, -750 και -855 km/s, όμοιες με αυτές που έχουν παρατηρηθεί σε συγκεκριμένα στάδια των μεταβολών του 59 Cyg. Στον 66 Oph, τον οποίο ο Slettebak θεωρεί pole-on αστέρα, οι γραμμές συντονισμού του CIV παρουσιάζουν δύο συνιστώσες, η μία στα -250 km/s και η άλλη στα -700 km/s.

Όλες οι υπόλοιπες μετατοπίσεις που έχουν αναφερθεί, είναι μικρότερες από -240 km/s. Ο Heap (1975) μέτρησε μετατοπίσεις της τάξης των -100 km/s στις γραμμές των CIV, SiIV και SiIII σε ένα φασματογράφημα από ρουκέτα (ανάλυση 0,1Å) του αστέρα ζ Tau, φασματικού τύπου Be. Η κλίμακα μήκους κύματος βαθμολογήθηκε από τις περιστεμματικές γραμμές, κυρίως του FeIII, θεωρώντας ότι έχουν μηδενική μετατόπιση. Σε ένα φάσμα, παρατηρούμενο από το έδαφος, οι γραμμές κελύφους στο ορατό, που οφείλονται κυρίως στον FeII και σχηματίζονται σαφώς σε διαφορετικές περιοχές από τις γραμμές FeIII, ήταν μετατοπισμένες κατά -20 km/s σε σχέση με τις γραμμές του αστέρα. Αν υποθέσουμε ότι οι γραμμές κελύφους του FeII στο υπεριώδες και οι γραμμές του FeIII στο ορατό παρουσιάζουν την ίδια μετατόπιση, τότε οι γραμμές των CIV, SiIV και SiIII είναι μετατοπισμένες κατά -120 km/s. Αυτό είναι ένα ακόμα στοιχείο για την ύπαρξη μιας ζώνης επέκτασης, η οποία δεν είχε ανιχνευθεί στο ορατό.

Ο Marlborough (1977) μέτρησε τις ακτινικές ταχύτητες έξι αστέρων φασματικού τύπου Be σε φάσματα του δορυφόρου Copernicus (ανάλυση 0,2 Å). Παρατήρησε ότι σε τέσσερις αστέρες φασματικού τύπου Be με μεγάλη Vsini (α Eri, 59 Cyg, γ Cas και HD 28497) οι γραμμές συντονισμού ή χαμηλής διέγερσης (ενέργεια διέγερσης μικρότερη από 0,10 eV) είχαν συστηματικά μικρότερη αρνητική ακτινική ταχύτητα σε σχέση με τις γραμμές πιο διεγερμένων καταστάσεων (ενέργεια διέγερσης μεγαλύτερη από 0,5 eV). Οι μεγαλύτερες μετατοπίσεις αντιστοιχούσαν σε αρκετά υψηλές ταχύτητες (-240 km/s). Όμως, για τους δύο αστέρες με μικρή Vsini, (31 Peg και χ Oph), που θεωρούνται pole-on, οι μετατοπίσεις των γραμμών συντονισμού ήταν μικρότερες (-50 km/s) και όχι

www.diavlosbooks.gr

διαφορετικές των γραμμών των διεγερμένων καταστάσεων. Όπως φαίνεται από τις παρατηρήσεις του 66 Oph και του ω Ori από τον Peters (1981), αυτές οι χαμηλές ταχύτητες δεν είναι χαρακτηριστικές των αστέρων φασματικού τύπου Be με μικρές Vsini.

Ασυμμετρίες στις υπεριονισμένες γραμμές απορρόφησης

Οι Snow & Marlborough (1976) και οι Marlborough & Snow (1976), σε φάσματα από το δορυφόρο Copernicus, παρατήρησαν ότι τα περιγράμματα των γραμμών συντονισμού στους αστέρες φασματικού τύπου Be εμφανίζουν μεγάλες ασυμμετρίες. Η θέση του ακρότατου σημείου της πτέρυγας προς τα μικρά μήκη κύματος, υποδεικνύει την ύπαρξη ιόντων στην ατμόσφαιρα που κινούνται ταχύτερα από την ταχύτητα διαφυγής στην επιφάνεια του αστέρα. Αυτές οι ιδιαίτερα διευρυμένες μπλε πτέρυγες αποτελούν απόδειξη για την ύπαρξη απώλειας μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be, μόνο αν αυτές οι γραμμές σχηματίζονται σε μια οπτικά λεπτή, χαμηλής πυκνότητας ατμόσφαιρα. Παρατηρήσεις που ακολούθησαν επιβεβαίωσαν πλήρως τις προηγούμενες, δείχνοντας ότι η πλειοψηφία των αστέρων φασματικού τύπου Be εμφανίζουν ασύμμετρες γραμμές συντονισμού με μπλε πτέρυγες που εκτείνονται σε υψηλές ταχύτητες, υψηλότερες της ταχύτητας διαφυγής στην επιφάνεια του αστέρα (Marlborough 1977, Lamers & Snow 1978, Dachs 1980).

Σύμφωνα με τις παρατηρήσεις των Snow&Marlborough (1976) υπάρχει κάποιος συσχετισμός μεταξύ της απώλειας μάζας και της μεγάλης τιμής της Vsini. Ένας τέτοιος συσχετισμός θα υποδείκνυε ότι η απώλεια μάζας δρομολογείται από μια ταχεία περιστροφή και ότι η ροή μάζας γίνεται κυρίως στο επίπεδο του ισημερινού. Όμως, όπως σχολίασαν και οι ίδιοι, οι παρατηρήσεις τους δεν ήταν αρκετές για να υποστηρίξουν αναμφισβήτητα συμπεράσματα. Πράγματι, μετέπειτα μελέτες που στηρίζονταν σε μεγαλύτερο δείγμα, έδειξαν ότι δεν υπάρχει καμία τάση εξάρτησης της απώλειας μάζας από τη Vsini. Απώλεια μάζας παρατηρείται για όλες τις τιμές της Vsini και οι equator-on και pole-on αστέρες δεν εμφανίζουν διαφορές στη συμπεριφορά τους. Αυτό σημαίνει ότι η εκροή υλικού παρουσιάζεται στους αστέρες φασματικού τύπου Be που παρατηρούνται όταν η ακτίνα παρατήρησης είναι κάθετη στον άξονα περιστροφής και η εκροή αυτού του υλικού δεν γίνεται μόνο από το επίπεδο του ισημερινού, αλλά και από άλλες περιοχές του αστέρα.

Οι Snow & Morton (1976) έδειξαν ότι η απώλεια μάζας μπορούσε να παρατηρηθεί γενικά για αστέρες λαμπρότερους από M_{bol}=-6, δηλαδή για αστέρες της Κύριας Ακολουθίας φασματικού τύπου μέχρι B0,5 και συνήθως δεν μπορούσε να παρατηρηθεί για λιγότερο λαμπρούς αστέρες. Παρ' όλα αυτά, οι Snow & Marlborough (1976) παρατήρησαν αυτό το φαινόμενο για αστέρες φασματικού τύπου Be μέχρι B1,5 Ve. Πρότειναν ότι για αυτούς – τους χαμηλής λαμπρότητας – αστέρες, η απώλεια μάζας συνδέεται με τα Be χαρακτηριστικά. Οι Lamers & Snow (1978) θεώρησαν ότι το κριτήριο για την απώλεια μάζας ήταν η μετατόπιση ή η ασυμμετρία στις γραμμές συντονισμού του SiIV. Σε μερικές περιπτώσεις, η βελτίωση στην ανάλυση τους έδωσε τη δυνατότητα να παρατηρήσουν απώλεια μάζας σε αστέρες που μέχρι τότε πίστευαν πως δεν παρουσιάζουν αυτό το φαινόμενο. Με τις νέες αυτές παρατηρήσεις, απώλεια μάζας εμφανίζουν κανονικοί αστέρες φασματικού τύπου B, λαμπρότητας μέχρι M_{bol}=-5,3 (B2 IV) και θεωρείται πιθανή για αστέρες λαμπρότητας μέχρι M_{bol}=-4,2 (B2,5 V). Για τους αστέρες φασματικού τύπου Be, όμως, η απώλεια μάζας παρατηρείται μέχρι λαμπρότητα M_{bol}=3,6 (B5 Ve). Η παρουσία μετατοπισμένων,

www.physics-books.gr

ασύμμετρων γραμμών συντονισμού των SiIV και CIV στον αστέρα θ CrB (B6 Ve) αυξάνει αυτό το όριο σε $M_{bol} \cong -3,2$. Τελικά, βλέπουμε ότι τα συμπεράσματα των Lamers&Snow βασίζονται μόνο στη μελέτη των γραμμών συντονισμού του SiIV και ότι το κριτήριό τους για την ύπαρξη της απώλειας μάζας είναι η ασυμμετρία και/ή η μετατόπιση αυτών των γραμμών. Παρόλο που αυτή είναι ικανή συνθήκη δεν είναι και αναγκαία. Οι γραμμές συντονισμού του SiIV μπορεί να είναι συμμετρικές και να μην παρουσιάζουν μετατόπιση, υποδηλώνοντας έτσι την απουσία απώλειας μάζας, ενώ στο ίδιο φασματογράφημα οι γραμμές συντονισμού των C IV και N V μπορεί να εμφανίζονται ιδιαίτερα μετατοπισμένες και ασύμμετρες. Κάτι τέτοιο έχει παρατηρηθεί στον αστέρα 59 Cyg, σε κάποια στάδια των μεταβολών του.

Το ψυχρό εκτεταμένο περίβλημα στην υπεριώδη περιοχή

Τα υπεριώδη φάσματα κάποιων αστέρων φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν βαθιές, οξείες γραμμές απορρόφησης όμοιες με τις γραμμές κελύφους που παρατηρούνται στο ορατό και προέρχονται από άτομα που έχουν βαθμό διέγερσης ή ιονισμού συγκρίσιμο ή μικρότερο με τον αντίστοιχο στη φωτόσφαιρα. Αυτό είναι μια ένδειξη ότι αυτές οι γραμμές παράγονται στις ψυχρές μεταστεμματικές περιοχές, τις οποίες καλούμε εκτεταμένο περίβλημα. Οι γραμμές που παρατηρούνται κυρίως είναι αυτές που προέρχονται από διπλώς ιονισμένα μέταλλα, όπως Fe III, CrIII και TiIII και από απλώς ιονισμένα μέταλλα, ιδιαίτερα οι γραμμές του FeII. Οι γραμμές συντονισμού των AlIII, AlII και MgII συχνά είναι πολύ ισχυρές. Ανάλογα με τον αστέρα, οι γραμμές από στοιχεία με πρώτο ή δεύτερο βαθμό ιονισμού κυριαρχούν στο φάσμα στην περιοχή από 1.200 μέχρι 3.000 Å. Η ταυτόχρονη παρουσία των δύο ιόντων υποδεικνύει μεγάλες μεταβολές στο βαθμό ιονισμού στο περίβλημα.

Σε κάποια φάσματα κελύφους του δορυφόρου IUE (1.200 μέχρι 3.000 Å), οι γραμμές του FeII, οι οποίες είναι πάρα πολλές σε όλη την υπεριώδη περιοχή, παρουσιάζουν πτέρυγες εκπομπής και στις δύο πλευρές της οξείας γραμμής απορρόφησης (Dachs 1980). Αυτές οι συνιστώσες εκπομπής είναι ορατές μόνο από τα 1.600 Å και προς τα μεγαλύτερα μήκη κύματος.

Παρατηρησιακά δεδομένα για τη ροή μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be

Οι γραμμές συντονισμού των ιόντων OVI, NV, CIV και SiIV στους θερμούς αστέρες παρουσιάζουν μια μεγάλη ποικιλία περιγραμμάτων (Snow & Morton 1976, Morton 1979), τα οποία, εν γένει, ταξινομούνται στους εξής τρεις τύπους:

1. Περίγραμμα τύπου PCygni (Beals 1951) με μια συνιστώσα εκπομπής που παρουσιάζει μικρή ή καθόλου μετατόπιση και μια συνιστώσα απορρόφησης μετατοπισμένη προς τα μικρά μήκη κύματος.
2. Περίγραμμα απορρόφησης μετατοπισμένο προς τα μικρά μήκη κύματος χωρίς συνιστώσα εκπομπής.
3. Ασύμμετρο περίγραμμα απορρόφησης με μικρή ή καθόλου μετατόπιση του ελαχίστου του, που έχει μια εκτεταμένη πτέρυγα προς τα μικρά μήκη κύματος.

Από αυτά τα τρία είδη περιγραμμάτων, μόνο τα περιγράμματα τύπου 2 αποτελούν απόδειξη για ροή μάζας, όταν η ακτινική ταχύτητα του κέντρου της γραμμής απορρόφησης είναι μεγαλύτερη από την ταχύτητα διαφυγής. Στην περίπτωση του περιγράμματος τύπου 1, το μοντέλο ενός διαστελλόμενου, εκτεταμένου

www.diavlos.gr

περιβλήματος, οπτικά λεπτού στη συνεχή ακτινοβολία της φωτόσφαιρας, δίνει μια απλή ερμηνεία του περιγράμματος. Η συνιστώσα απορρόφησης παράγεται σε ένα μέρος του διαστελλόμενου περιβλήματος, του οποίου ο παρατηρητής βλέπει την προβολή στον αστρικό δίσκο, ενώ η συνιστώσα εκπομπής προκύπτει από όλο το εκτεταμένο περίβλημα, εκτός από την περιοχή που αποκρύπτεται από τη φωτόσφαιρα. Στην περίπτωση του περιγράμματος τύπου 3, γενικά συμπεραίνουμε ότι οι ασυμμετρίες των γραμμών σχηματίζονται σε ένα χαμηλής πυκνότητας, οπτικά λεπτό, επεκτεινόμενο αέριο στρώμα, έτσι ώστε η θέση του κατώτερου άκρου της μπλε πτέρυγας υποδεικνύει τη μέγιστη ταχύτητα διαστολής με την οποία τα ιόντα κινούνται σε ακτινική διεύθυνση. Όταν αυτό το άκρο είναι οξύ, θεωρείται ότι η θέση του αντιστοιχεί στην τελική ταχύτητα του αερίου, το οποίο διαφεύγει από τον αστέρα, αγνοώντας την ύπαρξη του ψυχρού και χαμηλής ταχύτητας περιβλήματος, όπου δημιουργούνται οι γραμμές εκπομπής που παρατηρούνται στο ορατό φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Be. Έτσι, στις περιπτώσεις των περιγραμμάτων τύπου 1 και 3 η ύπαρξη απώλειας μάζας εξαρτάται από το μοντέλο.

Οι λαμπρότεροι και θερμότεροι αστέρες φασματικού τύπου Β έχουν την τάση να παρουσιάζουν τις ισχυρότερες υπεριονισμένες γραμμές με περίγραμμα τύπου PCygni και τις μεγαλύτερες μετατοπίσεις. Όλα αυτά τα χαρακτηριστικά υποδεικνύουν ότι, από στατιστική άποψη, η ροή μάζας είναι υψηλότερη για τους αστέρες αυτούς από ό,τι για τους λιγότερο λαμπρούς αστέρες της Κυρίας Ακολουθίας, στους οποίους αυτές οι γραμμές είναι ασθενέστερες και παρουσιάζουν μικρότερες μετατοπίσεις. Η τιμή του ρυθμού μεταβολής της μάζας βρέθηκε ότι είναι της τάξης των 10^{-6} $M_{\odot}$ ανά έτος για τους υπεργίγαντες φασματικού τύπου Β, 10^{-7} $M_{\odot}$ μέχρι 10^{-9} $M_{\odot}$ ανά έτος για τους αστέρες φασματικού τύπου Be και 10^{-8} $M_{\odot}$ μέχρι 10^{-9} $M_{\odot}$ ανά έτος για τους προγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου Β της Κύριας Ακολουθίας. Αυτή η τάση, όμως, να παρατηρούμε μεγαλύτερους ρυθμούς απώλειας μάζας για μεγαλύτερες λαμπρότητες δεν είναι μια αμφιμονοσήμαντη σχέση και υπάρχουν όλο και περισσότερα στοιχεία που δείχνουν ότι δύο αστέρες του ίδιου φασματικού τύπου και της ίδιας τάξης λαμπρότητας μπορεί να έχουν υπεριονισμένες γραμμές με πολύ διαφορετικά περιγράμματα και μετατοπίσεις (Morton 1979, Costeroetal. 1981). Κάτι τέτοιο υπονοεί διαφορετική πυκνότητα και κατανομή θερμοκρασίας στις εξώτερες ατμόσφαιρες δύο αστέρων που έχουν το ίδιο M_{bol}. Αυτό προκύπτει μόνο από μια διαφορά μεταξύ των τιμών της ροής μάζας και/ή της μη ακτινοβολιακής ενέργειας σε αυτούς τους αστέρες.

Σύμφωνα με την Doazan (1982), στους αστέρες φασματικού τύπου Be, οι υπεριονισμένες γραμμές συντονισμού γενικά δεν παρουσιάζουν περίγραμμα τύπου PCygni. Μέχρι τώρα, το μόνο αντιπαράδειγμα είναι το περίγραμμα τύπου PCygni της γραμμής συντονισμού του CIV στον αστέρα γ Cas που παρατηρήθηκε το 1968 και αναφέρθηκε από τον Bohlin (1970). Συνήθως, παρατηρούνται γραμμές απορρόφησης με μετατοπίσεις και βαθμούς ασυμμετρίας που είναι λιγότερο ή περισσότερο εμφανείς, ανάλογα με τον αστέρα ή ακόμα και για τον ίδιο αστέρα, ανάλογα με το στάδιο μεταβολών του.

Προσδιορισμός της απώλειας μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be από παρατηρήσεις στο υπεριώδες

Για να προσδιορίσουμε την απώλεια μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be μέσω παρατηρήσεων στο υπεριώδες, θα πρέπει, παίρνοντας υπόψη

www.diavgeiabooks.gr

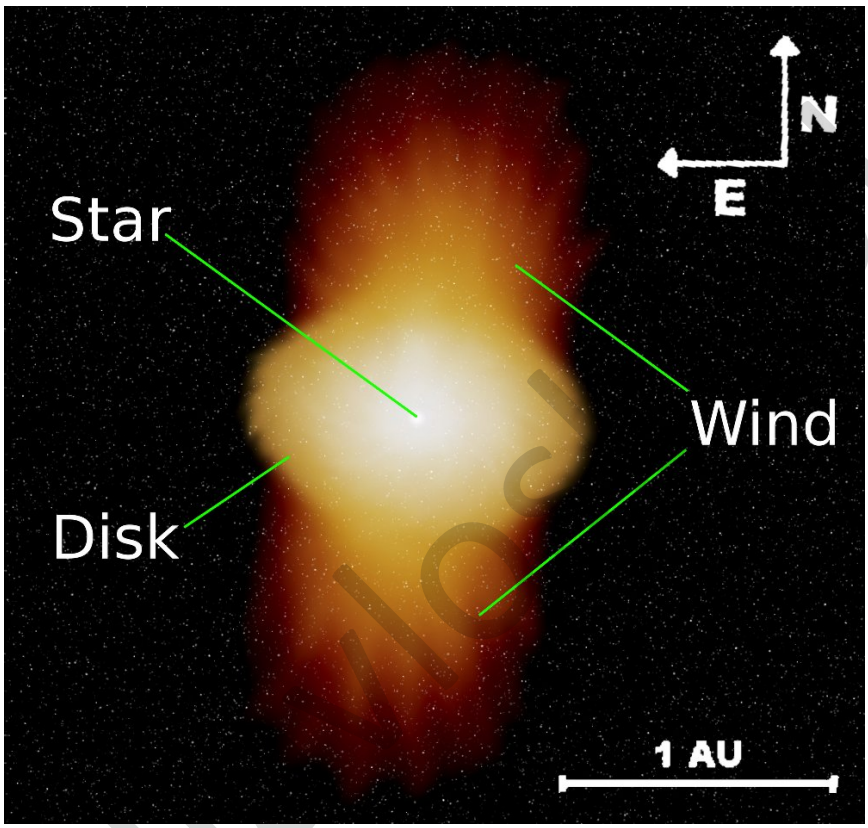
παρατηρήσεις σε όλα τα μήκη κύματος, να δημιουργήσουμε ένα ρεαλιστικό μοντέλο της κατανομής θερμοκρασίας, ταχύτητας και πυκνότητας σε όλη την εξώτερη ατμόσφαιρα. Πάνω σ' αυτό οι Snow & Marlborough (1976) έκαναν έναν προσεγγιστικό υπολογισμό της απώλειας μάζας που παρατήρησαν στον αστέρα 59 Cyg το 1972, χρησιμοποιώντας την παρατηρούμενη ασυμμετρία των γραμμών συντονισμού του SiIV. Υπέθεσαν ότι το ένα δέκατο των ιόντων πυριτίου βρίσκονται στην κατάσταση SiIV. Αυτό τους επέτρεψε να καθορίσουν την ολική *πυκνότητα στήλης*[*] πάνω από τη φωτόσφαιρα, υποθέτοντας ότι η αφθονία σε πυρίτιο είναι κανονική. Η παρατηρούμενη μετατόπιση των γραμμών του SiIV αντιστοιχεί σε ταχύτητα του υλικού μέσα στον αστρικό άνεμο περίπου -100 km/s. Υποθέτοντας ότι ο αστρικός άνεμος εκτείνεται σε απόσταση μεγαλύτερη από 20 αστρικές ακτίνες, υπολόγισαν απώλεια μάζας της τάξης των 10^{-9} μέχρι 10^{-10} $M_{\odot}$ ανά έτος. Οι Hammerschlag-Hensbergeetal. (1980) προσδιόρισαν την απώλεια μάζας στους αστέρες γ Cas και XPer με δύο διαφορετικούς τρόπους. Πρώτα, σύγκριναν τις γραμμές συντονισμού αυτών των αστέρων με τις αντίστοιχες γραμμές του αστέρα τ Sco και προσάρμοσαν το μοντέλο του τ Sco των Lamers & Rogerson (1978) στους αστέρες γ Cas και XPer, δηλαδή, ουσιαστικά χρησιμοποίησαν τον ίδιο νόμο ταχυτήτων. Στο δεύτερο τρόπο, σύγκριναν τα παρατηρούμενα περιγράμματα με το δίκτυο των περιγραμμάτων που υπολόγισαν οι Castor&Lamers (1979). Και οι δύο μέθοδοι οδήγησαν σε παρόμοια αποτελέσματα, δηλαδή ρυθμούς απώλειας μάζας της τάξης των $5{,}5 \times 10^{-9}$ $M_{\odot}$ ανά έτος για τον γ Cas και $1{,}5 \times 10^{-8}$ $M_{\odot}$ ανά έτος για τον αστέρα XPer.

Αυτοί οι προσδιορισμοί για τους ρυθμούς απώλειας μάζας οδηγούν σε τιμές, οι οποίες είναι της ίδιας ή μικρότερης τάξης μεγέθους με τις αντίστοιχες στην ορατή περιοχή. Σ' αυτό το σημείο, έχει υποτεθεί ότι η ροή μάζας παρουσιάζει σφαιρική συμμετρία, ενώ είναι γενικά δεκτή η ύπαρξη ενός περιβλήματος με μορφή δίσκου στα adhoc μοντέλα που έχουν κατασκευαστεί για να ερμηνεύσουν το ορατό φάσμα. Αυτή η γεωμετρική διαφορά θα μπορούσε να αυξήσει την ασυμφωνία μεταξύ των τιμών της ροής μάζας, οι οποίες υπολογίζονται στο ορατό και στο υπεριώδες. Σε μερικές περιπτώσεις, με πολύ μικρές τιμές ροής μάζας, τα adhoc μοντέλα δε θα ήταν ικανά να εξηγήσουν τη μεγάλη ένταση στην εκπομπή της Hα που παρατηρείται σε αυτό το στάδιο αυτών των τριών αστέρων. Πρέπει να σημειώσουμε ότι ένα μεγάλο μέρος της αβεβαιότητας γι' αυτές τις τιμές της απώλειας μάζας προέρχεται από την υποτιθέμενη κατάσταση ιονισμού των εξεταζόμενων ιόντων.

Τέλος, η Doazan (1982) αναφέρει ότι οι περιοχές αποβολής μάζας δεν περιορίζονται μόνο στη ζώνη του ισημερινού ενός αστέρα, αλλά βρίσκονται και σε μεγάλα πλάτη κοντά στους πόλους, όπως προκύπτει από την παρατήρηση ισχυρών και πολύ μετατοπισμένων γραμμών απορρόφησης για αστέρες φασματικού τύπου Be με μικρές τιμές παρατηρούμενης ταχύτητας περιστροφής.

[*] Ως *πυκνότητα στήλης* ορίζεται ο αριθμός των ιόντων ανά μονάδα επιφάνειας, τα οποία απορροφούν ή εκπέμπουν ακτινοβολία.

www.stavrosbooks.gr



Κλασικά πρότυπα δομής ατμοσφαιρών σε αστέρες φασματικού τύπου Be (1940 – 1982)

www.dialogbooks.gr

Ορισμός του μοντέλου

Με αριθμητικούς υπολογισμούς έχουν βρεθεί προβλεπόμενα ή τεχνητά φάσματα από μοντέλα ατμοσφαιρών, με τέτοιο τρόπο, ώστε να δίνουν ένα κατανοητό πρότυπο, με το οποίο μπορούν να συγκριθούν τα παρατηρούμενα φάσματα. Αν το παρατηρούμενο φάσμα συμπίπτει με το προβλεπόμενο σε συγκεκριμένα χαρακτηριστικά, τότε το μοντέλο θεωρείται ότι είναι αντιπροσωπευτικό για τον αστέρα και συμπεραίνεται ότι οι παράμετροι και οι φυσικές διεργασίες που χρησιμοποιήθηκαν για την κατασκευή του μοντέλου είναι όμοιες με αυτές που πραγματικά συμβαίνουν στην αστρική ατμόσφαιρα. Τα μοντέλα δίνουν πάντα μια απλοποιημένη απεικόνιση των φυσικών διεργασιών που συμβαίνουν σε μια πραγματική αστρική ατμόσφαιρα. Σπανίως αποδεικνύεται ότι δίνουν μια μοναδική αναπαράσταση της αστρικής ατμόσφαιρας. Δημιουργώντας ένα μοντέλο, ελπίζουμε ότι τα κύρια χαρακτηριστικά του αστέρα θα περιγραφούν με ακρίβεια, αν έχουμε κάνει μια διακριτική επιλογή κάποιων συγκεκριμένων φασματοσκοπικών στοιχείων, τα οποία ταυτίζονται με τα αντίστοιχα ενός πραγματικού αστέρα.

Από τα μέσα του 1940 και μετά, δημιουργήθηκαν πολλά μοντέλα για τους αστέρες φασματικού τύπου Β, με σκοπό την ερμηνεία της φασματικής περιοχής μεταξύ 3.000 και 7.000 Å και την εύρεση ευαίσθητων κριτηρίων, σ' αυτή τη φασματική περιοχή, για την επίδειξη της εγκυρότητάς τους. Δημιουργήθηκαν μοντέλα φασμάτων για να καλύψουν τόσο την υπεριώδη όσο και την υπέρυθρη περιοχή, ενώ κάποια από αυτά εισήγαγαν τη θεωρία της παρουσίας νέων περιοχών των αστέρων όπως είναι το θερμό στέμμα και/ή ένας επεκτεινόμενος μανδύας.

Ένα μοντέλο είναι συνάρτηση ενός συνόλου παραμέτρων, όπως η πυκνότητα, οι βαθμοί διέγερσης και ιονισμού των διαφόρων συνιστωσών καθώς και ηλεκτρονιακές θερμοκρασίες, ως συνάρτηση του γεωμετρικού βάθους στη θεωρητική ατμόσφαιρα. Για τη συγκρότηση ενός μοντέλου, θεωρούμε ότι η ατμόσφαιρα είναι ένα ιδανικό αέριο, μέσω του οποίου διέρχεται η ροή ακτινοβολίας. Η ακτινοβολία μπορεί να αλληλεπιδράσει με το αέριο σύμφωνα με τους φυσικούς νόμους που ισχύουν στο εργαστήριο και με τις καθιερωμένες θεωρητικές αρχές για ένα ιονισμένο αέριο σε σχέση με την ακτινοβολία.

Στην περίπτωση των κλασικών μοντέλων των αστέρων φασματικού τύπου Β, το αέριο θεωρείται ότι έχει θερμοκρασίες μεταξύ 8×10^3 και 10^5 K και ότι το πεδίο ακτινοβολίας που εξετάζεται εκτείνεται σε μια περιοχή μηκών κύματος μεταξύ μερικών εκατοντάδων μέχρι περίπου 10^5 Å. Θεωρείται, ακόμη, ότι επικρατεί ακτινοβολιακή ισορροπία. Έτσι, ένα ποσό ενέργειας, το οποίο καθορίζεται από την ενεργό θερμοκρασία του μοντέλου ή από την απαίτηση η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία να έχει συγκεκριμένες τιμές σε συγκεκριμένα βάθη της φωτόσφαιρας, όπου σχηματίζεται το συνεχές, στην πρότυπη ατμόσφαιρα, θεωρείται ότι βρίσκεται στο βαθύτερο στρώμα της. Η ύπαρξη αυτής της ενέργειας επιβεβαιώνεται από τη στιγμή που το μοντέλο λειτουργεί. Στην πρότυπη ατμόσφαιρα, κανένα ποσό ακτινοβολιακής ενέργειας δεν χάνεται ή δημιουργείται, αλλά το λεπτομερές σχήμα του φάσματος μεταβάλλεται ως αποτέλεσμα των αλληλεπιδράσεων με το ιονισμένο αέριο. Το προβλεπόμενο φάσμα, το οποίο θα συγκριθεί με το παρατηρούμενο, ώστε να βρεθεί ο τύπος του αστέρα που αναπαριστά το μοντέλο, είναι το φάσμα το οποίο παρουσιάζεται στο μοντέλο σε ένα γεωμετρικό επίπεδο όπου το οπτικό βάθος στις συχνότητες του ορατού είναι πρακτικά μηδέν. Τα μοντέλα που καθορίζονται από περιοριστικούς όρους στο συνεχές φάσμα, δεν ορίζονται πάντα με ικανοποιητικές λεπτομέρειες στα υψηλά

www.diavlosbooks.gr

στρώματα, όπου τα κέντρα των πολύ ισχυρών γραμμών μπορούν να υπολογίζονται επακριβώς. Στα βαθύτερα στρώματα του μοντέλου, το πεδίο ακτινοβολίας θεωρείται ότι έχει τη μορφή φάσματος μέλανος σώματος.

Στα μοντέλα κανονικών ατμοσφαιρών των αστέρων φασματικού τύπου Β, η κατάσταση του υλικού δεν υφίσταται καμιά μεταβολή σε οποιοδήποτε στρώμα του αερίου. Αν επιθυμούμε να κατασκευάσουμε ένα μοντέλο για το σχηματισμό της σκόνης στα εξώτερα στρώματα της πρότυπης ατμόσφαιρας, τότε θα πρέπει να υποθέσουμε μια κατάλληλη αύξηση της πυκνότητας αφενός μεν της ενέργειας του πεδίου ακτινοβολίας, αφετέρου δε του αερίου. Η αύξηση αυτή της πυκνότητας ενέργειας, η οποία εμφανίζεται ως θερμότητα, οφείλεται στην αύξηση της πυκνότητας του υλικού. Δεν υπάρχουν μοντέλα για τις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Β, τα οποία να λαμβάνουν υπόψη τη ροή προς τα έξω, αν και το πρόβλημα της μεταφοράς ακτινοβολίας έχει μελετηθεί στην περίπτωση αυτή.

Για να δημιουργήσουμε ένα εμπειρικό μοντέλο της ατμόσφαιρας ενός αστέρα, πρέπει να γνωρίζουμε ταυτόχρονα τη συμπεριφορά όλων των περιοχών της εξώτερης ατμόσφαιρας, από τη χρωμόσφαιρα μέχρι τις ψυχρές μεταστεμματικές περιοχές. Επίσης πρέπει να καθοριστούν οι συσχετισμοί μεταξύ των μεταβολών στην υπεριώδη και στην ορατή φασματική περιοχή, όπως για παράδειγμα οι συσχετισμοί μεταξύ των ταχέως διαστελλόμενων, υπεριονισμένων περιοχών και των χαμηλής ταχύτητας περιοχών με μικρούς βαθμούς ιονισμού. Έτσι, η μεταβλητότητα, που δημιούργησε δυσκολίες στη μελέτη του φαινομένου Be στο ορατό, αφού δεν μπορούσε να συνδεθεί με καμιά από τις παραμέτρους που περιγράφουν τη φωτόσφαιρα, γίνεται ένα μέσο έρευνας αυτού του φαινομένου, από τη στιγμή που μπορεί να συσχετισθεί με τις μεταβολές στη ροή μάζας. Οι σχέσεις μεταξύ αυτών των ατμοσφαιρικών περιοχών, που μπορούν να καθοριστούν, θα είναι περιορισμοί για το μοντέλο, το οποίο δεν θα πρέπει να περιέχει εξ αρχής περιορισμούς, οι οποίοι δεν δικαιολογούνται από τις παρατηρήσεις. Για να δημιουργηθεί ένα τέτοιο μοντέλο, θα πρέπει να γίνουν ταυτόχρονες παρατηρήσεις στις διάφορες περιοχές της εξώτερης ατμόσφαιρας και στο μεγαλύτερο δυνατό εύρος φασματικής περιοχής.

Εκτεταμένες και κινούμενες ατμόσφαιρες

Μπορούμε να θεωρήσουμε ως αξίωμα ότι το υλικό σε μια πρότυπη ατμόσφαιρα, παρουσιάζει συμμετρική κίνηση στον άξονα παρατήρησης, να θέσουμε τις κατάλληλες, τροποποιημένες εξισώσεις μεταφοράς, προκειμένου να υπολογίσουμε το φάσμα που προκύπτει, και να βρούμε πώς το φάσμα από μια κινούμενη ατμόσφαιρα μπορεί να διαφέρει από αυτό μιας στατικής πρότυπης ατμόσφαιρας.

Οι μελέτες που έγιναν για να εκτιμήσουν τα χαρακτηριστικά της κίνησης στην ατμόσφαιρα από τα περιγράμματα των αστρικών απορροφήσεων, κατά μήκος της ακτίνας παρατήρησης, χρησιμοποιούν adhoc μοντέλα. Γενικά, το πεδίο ταχυτήτων καθορίζεται ως μια απλή συνάρτηση της απόστασης του στοιχείου του όγκου στην ατμόσφαιρα από τη φωτόσφαιρα του αστέρα, η πυκνότητα καθορίζεται από τη διατήρηση της μάζας όπως μεταφέρεται από ένα επίπεδο της ατμόσφαιρας σε ένα άλλο και γίνεται μια απλή υπόθεση για την κατανομή της ηλεκτρονιακής θερμοκρασίας σε σχέση με την απόσταση από τη φωτόσφαιρα.

Έχουν διατυπωθεί τρεις τύποι πεδίων ταχυτήτων:

1. Η προς τα έξω κίνηση είναι αμελητέα στη φωτόσφαιρα και αυξάνει καθώς κινούμαστε προς τα έξω καταλήγοντας σε μια τελική ταχύτητα.

www.diavlosbooks.gr

2. Η αρχική ταχύτητα προς τα έξω, κοντά στη φωτόσφαιρα, είναι μεγάλη και μετά μειώνεται λόγω της δύναμης της βαρύτητας.
3. Στις εκτεταμένες ατμόσφαιρες το πεδίο ταχυτήτων προκύπτει από τις προς τα μέσα κινήσεις του υλικού.

Κάποιες μελέτες θεωρούν σταθερό πεδίο ταχυτήτων, ενώ κάποιες άλλες θεωρούν ότι οι μεγάλες μεταβολές της ταχύτητας συμβαίνουν κατά μήκος της ακτίνας παρατήρησης.

Η ύπαρξη επιτάχυνσης ή επιβράδυνσης του υλικού της αστρικής ατμόσφαιρας υπονοεί την ύπαρξη μιας προωθητικής ή αναχαιτιστικής δύναμης αντίστοιχα. Ο Milne (1926) έδειξε ότι η προώθηση προς τα έξω ατόμων ή ιόντων, λόγω πεδίου ακτινοβολίας στις συχνότητες των γραμμών, είναι σημαντική μόνο στα εξώτερα στρώματα μιας ατμόσφαιρας. Οι Castoretal. (1975) έδειξαν ότι αν ισχύει η εξίσωση που χρησιμοποίησαν για τη δύναμη της ακτινοβολίας στα άτομα και στα ιόντα, θα μπορούσε να υπάρχει μια σημαντική επιτάχυνση προς τα έξω σε μια ατμόσφαιρα όπου παρατηρούνται μεγάλες μεταβολές της ταχύτητας. Οι Kurucz & Schild (1976) έδειξαν ότι στα εξώτερα στρώματα μιας στατικής πρότυπης ατμόσφαιρας για αστέρες φασματικού τύπου Β, η καθαρή επιτάχυνση προς τα έξω, που οφείλεται στην ακτινοβολία, είναι πεπερασμένη και μικρή σε σχέση με την επιτάχυνση προς τα μέσα λόγω βαρύτητας.

Οι επιδράσεις των μαγνητικών πεδίων στη ροή των ιόντων, σε μια πρότυπη ατμόσφαιρα Β ίσως να μπορούν να προσδώσουν επιτάχυνση προς τα έξω. Στην περίπτωση ενός περιστρεφόμενου αστέρα, θεωρήθηκε ότι μπορεί να υπάρχει εκροή ύλης λόγω περιστροφής. Αυτό μελετήθηκε από τον Limber (1967) που κατέληξε στο συμπέρασμα ότι εκεί μπορεί να οφείλεται η ροή μάζας που παρατηρήθηκε στους αστέρες τύπου Wolf-Rayet και σε κάποιους αστέρες φασματικού τύπου Be. Αργότερα οι Limber & Marlborough (1968) έδωσαν έμφαση στην ανάγκη ύπαρξης ιξώδους (μαγνητικού ή λόγω στροβιλισμού) για την ερμηνεία των εκτεταμένων ατμοσφαιρών των αστέρων φασματικού τύπου Be.

Από τη στιγμή που αναφέρθηκε ότι μπορούν να συμβούν μεταβολές στη ροή μάζας σε χρονικά διαστήματα μερικών εβδομάδων, έγινε ξεκάθαρο ότι οι δυνάμεις προώθησης δεν μπορούν να προέρχονται μόνο από αλληλεπιδράσεις μεταξύ παγκόσμιων δυνάμεων όπως η βαρύτητα, η περιστροφή και η πίεση της ακτινοβολίας. Οι μαγνητικές δυνάμεις είναι πολύ πιθανό να προκαλούν τις μεταβολές μικρής χρονικής κλίμακας. Ο Limber (1974, 1976) επεσήμανε τα χαρακτηριστικά που προέρχονται από μαγνητικές δυναμικές γραμμές που στροβιλίζονται και σπάνε. Αν συμπεριλάβουμε αυτό το φαινόμενο των μαγνητικών δυναμικών γραμμών στα αίτια των μεταβολών της ροής μάζας, θα πρέπει να μελετήσουμε προσεκτικά τη δημιουργία και διατήρηση των μαγνητικών πεδίων στους αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων. Θα ήταν πολύ ενδιαφέρον, αν η μελέτη του φάσματος που παράγεται από μια κινούμενη ατμόσφαιρα μπορούσε να δώσει πληροφορίες για τα μαγνητικά πεδία των αστέρων φασματικού τύπου Β.

Η ύπαρξη προσανατολισμένης ροής σε μια ατμόσφαιρα, σε ταχύτητες μεγαλύτερες από το ένα τρίτο της τοπικής θερμικής ταχύτητας, απαιτεί να μελετήσουμε την προέλευση και τις επιδράσεις αυτών των κινήσεων στη δομή της ατμόσφαιρας. Οι Thomas (1973) και Cannon & Thomas (1977) μελέτησαν αυτά τα προβλήματα και κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι η κύρια πηγή των προς τα έξω κινήσεων, που συμβαίνουν στις ατμόσφαιρες των αστέρων, μπορεί να αναζητηθεί στη ροή μάζας από τα υποφωτοσφαιρικά στρώματα. Τα μικρά πεδία ταχυτήτων που υπάρχουν εκεί μπορούν να εξελιχθούν σε μεγάλα πεδία ταχυτήτων στις

www.diavlosbooks.gr

χαμηλής πυκνότητας εκτεταμένες εξώτερες ατμόσφαιρες κάποιων αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων.

Το υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Β περιέχει φασματικές γραμμές που προέρχονται από ιόντα με υψηλό βαθμό ιονισμού. Η παρουσία αυτών των ιόντων σε σχετική αφθονία μας οδηγεί στο συμπέρασμα ότι κάπου στα εξώτερα στρώματα των αστέρων φασματικού τύπου Β επικρατούν υψηλές ηλεκτρονιακές θερμοκρασίες. Έχουν γίνει μελέτες για την εύρεση των πηγών παραγωγής ιόντων υψηλού βαθμού ιονισμού, κυρίως για τους αστέρες φασματικού τύπου Ο. Οι Hearn (1972, 1973), Nelson & Hearn (1978) και MacGregoretal. (1979) μελέτησαν το αν η ενίσχυση ακουστικών κυμάτων από ακτινοβολία ερμηνεύει την παραγωγή ιόντων υψηλού βαθμού ιονισμού. Οι Cassinelli & Hartmann (1977) μελέτησαν τις επιδράσεις ενός θερμού στέμματος στο πεδίο ακτινοβολίας για αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων, αν και δεν προσδιόρισαν σαφώς μια φυσική αιτία για τη θέρμανση του στέμματος. Ομοίως, ο Olson (1978) μελέτησε τις επιδράσεις ενός πολύ θερμού, λεπτού στέμματος πάνω από τη φωτόσφαιρα στην εξώτερη ατμόσφαιρα ενός αστέρα προγενέστερου φασματικού τύπου. Έδειξε ότι μ' αυτό τον τρόπο είναι πιθανό να αποφανθούμε για τον πληθυσμό των ιόντων υψηλού βαθμού ιονισμού. Παρ' όλα αυτά, δεν αναφέρει τίποτα για τη διαδικασία δημιουργίας του λεπτού, θερμού στέμματος. Η Underhill (1980) πρότεινε ότι οι αλληλεπιδράσεις μεταξύ μικρών αυξανόμενων μαγνητικών πεδίων και διαφορικής κίνησης μπορεί να προκαλεί τη μη ακτινοβολιακή θέρμανση.

Η απώλεια ενέργειας στα στρώματα που βρίσκονται ακριβώς πάνω από τη φωτόσφαιρα, από πηγές εκτός της ακτινοβολίας, έχει ιδιαίτερη σχέση με τους νόμους θερμοκρασίας και ταχύτητας που ισχύουν στα εξώτερα κινούμενα στρώματα ενός αστέρα. Η διατήρηση της ακτινοβολιακής ισορροπίας δεν αρκεί πλέον για τον καθορισμό του νόμου της θερμοκρασίας. Οι νόμοι θερμοκρασίας που θεωρούμε ότι ισχύουν είναι adhoc και οι νόμοι ταχύτητας είναι στενά συνδεδεμένοι με την πίεση ακτινοβολίας και με μια δύναμη επιτάχυνσης.

Μοντέλο περιστροφής του Struve*

Ο Struve (1931b) απέδωσε τις γραμμές εκπομπής που εμφανίζονται στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be σε ένα εξώτερο αεριώδες περίβλημα, ή νεφέλωμα, σε αναλογία με τις ερμηνείες των φασμάτων εκπομπής των καινοφανών και των αστέρων τύπου Wolf-Rayet, που είχαν δοθεί από τον Menzel (1929) και τον Beals (1930). Παρ' όλα αυτά οι αστέρες φασματικού τύπου Be έχουν πολύ διαφορετικά χαρακτηριστικά από τους καινοφανείς και τους αστέρες τύπου Wolf-Rayet, αν λάβουμε υπόψη μας μόνο το ορατό φάσμα τους. Στους καινοφανείς και τους αστέρες τύπου Wolf-Rayet παρατηρούμε υψηλές ταχύτητες διαστολής, οι οποίες είναι άμεση απόδειξη για τη ροή μάζας που είναι υπεύθυνη για τη δημιουργία του εκτεταμένου περιβλήματος. Στους αστέρες φασματικού τύπου Be, οι μετατοπίσεις είναι πολύ μικρές ώστε να ερμηνευθούν άμεσα με όρους αποβολής ύλης. Η ροή μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be αποδείχθηκε με παρατηρήσεις στην υπεριώδη περιοχή.

* Το μοντέλο περιστροφής του Struve βασίζεται στην άποψη ότι ο παρατηρούμενος σχηματισμός που εμφανίζεται στα φάσματα αποτελεί μία φασματική γραμμή και δεν αποτελείται από συνιστώσες. Η άποψη για τις συνιστώσες μιας φασματικής γραμμής εισήχθη πολύ αργότερα από τον Peton (1974) στη μελέτη του για το φάσμα του αστέραHD 45910 (AXMon), φασματικού τύπου Be.

www.diavlosbooks.gr

Ο Struve βασίστηκε κυρίως σε δύο παρατηρησιακά δεδομένα για την ερμηνεία που έδωσε για τους αστέρες φασματικού τύπου Be:

1. Το εύρος των γραμμών εκπομπής είναι ανάλογο του μήκους κύματος, όπως είχε δείξει ο Curtis (1923) για 11 αστέρες φασματικού τύπου Be. Αυτή η σχέση είναι αναμενόμενη όταν το εύρος της γραμμής οφείλεται στο φαινόμενο Doppler.
2. Υπάρχει ένας συσχετισμός μεταξύ του εύρους των γραμμών εκπομπής και του εύρους των γραμμών απορρόφησης. Ο Struve καθιέρωσε αυτό το συσχετισμό υπολογίζοντας τα εύρη των γραμμών εκπομπής και απορρόφησης σε 50 αστέρες φασματικού τύπου Be. Ακόμη, σημείωσε την ύπαρξη ευρέων διπλών γραμμών εκπομπής, καθώς και ότι, στην πλειοψηφία τους, τα περιγράμματα των γραμμών απορρόφησης ήταν ιδιαίτερα πεπλατυσμένα σε σχήμα πιάτου, με σχεδόν επίπεδους πυθμένες, γεγονός που αποτελεί κριτήριο γρήγορης αξονικής περιστροφής των αστέρων αυτών. Ο συσχετισμός αυτός αποδόθηκε στην κλίση του άξονα περιστροφής σε σχέση με την ακτίνα παρατήρησης.

Με βάση αυτούς τους συσχετισμούς, ο Struve πρότεινε ότι η παρουσία των γραμμών εκπομπής στο φάσμα και η ταχεία περιστροφή του αστέρα είναι δύο άμεσα συνδεδεμένα φαινόμενα. Αν δεχθούμε κάτι τέτοιο, η ταχεία περιστροφή προκαλεί αστάθειες και η μάζα εκτινάσσεται στο επίπεδο του ισημερινού, όπου η γραμμική ταχύτητα περιστροφής είναι μέγιστη, όταν αυτή η ταχύτητα φτάσει στην κρίσιμη τιμή για την οποία η φυγόκεντρος δύναμη εξισορροπεί τη βαρυτική έλξη. Έτσι, σχηματίζεται ένας αεριώδης δακτύλιος στην περιοχή του ισημερινού επιπέδου. Εκτός από τους δύο προηγούμενους συσχετισμούς, παρατηρήθηκε ότι η πλειοψηφία των αστέρων φασματικού τύπου Bn* είναι αστέρες φασματικού τύπου Be.

Η ταχεία περιστροφή βοήθησε στην ερμηνεία του σχηματισμού μιας εκτεταμένης ατμόσφαιρας στους αστέρες φασματικού τύπου Be. Επομένως ήταν φυσικό να υποτεθεί ότι οι γραμμές εκπομπής σχηματίζονται με τον ίδιο μηχανισμό που συμβαίνει στα αέρια περιβλήματα των πλανητικών νεφελωμάτων, όπου η πυκνότητα ακτινοβολίας μειώνεται από τον παράγοντα εξασθένησης (dilutionfactor) $W = \frac{1}{4}\left(\frac{R_*}{R_{env}}\right)^2$, όπου R_* είναι η ακτίνα του αστέρα και R_{env} είναι η ακτίνα του περιβλήματος. Τα άτομα ιονίζονται στο περίβλημα από απορρόφηση της παραγόμενης στο κέντρο του αστέρα υπεριώδους ακτινοβολίας, όπου οι αστέρες φασματικού τύπου B παρουσιάζουν τη μέγιστη ένταση τους. Επανασυνδέσεις σε υψηλότερα ενεργειακά επίπεδα και στη συνέχεια αποδιεγέρσεις προς χαμηλότερα ενεργειακά επίπεδα, παράγουν τις παρατηρούμενες γραμμές εκπομπής της σειράς Balmer. Ο Mohler (1939) έδειξε ότι αυτή η διαδικασία μπορεί να ερμηνεύσει την ένταση των γραμμών Balmer στους αστέρες φασματικού τύπου Be, αρκεί το αεριώδες περίβλημα να είναι αρκετά εκτεταμένο ώστε να μετατρέψει αρκετά μεγάλο μέρος της υπεριώδους ακτινοβολίας σε κβάντα Balmer. Αυτή η μετατροπή της ακτινοβολίας υψηλής ενέργειας σε ακτινοβολία χαμηλής ενέργειας οφείλεται στην εξασθένηση του πεδίου ακτινοβολίας.

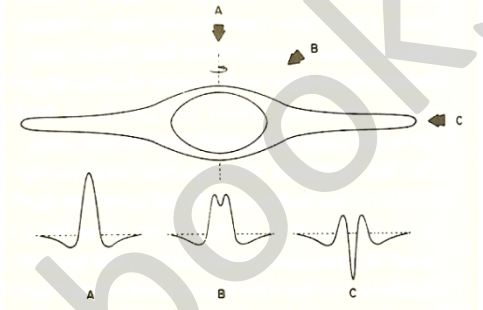
Στην περίπτωση των πλανητικών νεφελωμάτων, οι παράγοντες εξασθένησης είναι της τάξης του 10^{-14} και ο ιονισμός συμβαίνει ολοκληρωτικά από τη θεμελιώδη στάθμη. Κάτι τέτοιο κάνει την περίπτωση των πλανητικών

* Το πρόθεμα n, το οποίο συνοδεύει το φασματικό τύπο ενός αστέρα σημαίνει ότι ο αστέρας αυτός εμφανίζει νεφελώδη (**n**ebulous) χαρακτήρα των φασματικών γραμμών. Αυτό σημαίνει ότι οι φασματικές γραμμές εμφανίζονται διάχυτες και πλατειές. Το διπλό πρόθεμα nn σημαίνει εντονότερο το ίδιο φαινόμενο.

www.diavlosbooks.gr

νεφελωμάτων πιο εύκολη, σε πρώτη προσέγγιση, σε σχέση με τους αστέρες φασματικού τύπου Be. Ο παράγοντας εξασθένησης για τους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι της τάξης του 10^{-1} ή 10^{-2}, δηλαδή πολύ μεγαλύτερος από τον αντίστοιχο των πλανητικών νεφελωμάτων. Υπό αυτές τις συνθήκες, ο ιονισμός από διεγερμένες στάθμες δεν είναι πλέον αμελητέος.

Το μοντέλο που πρότεινε ο Struve (1931a, b) για να αναπαράγει τους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι αυτό ενός αστέρα φασματικού τύπου B που περιστρέφεται γρήγορα και περιβάλλεται από ένα επίσης περιστρεφόμενο αεριώδες περίβλημα, το οποίο είναι πυκνό, εκτεταμένο και πεπλατυσμένο στο επίπεδο του ισημερινού. Η κατάσταση διέγερσής του είναι χαμηλότερη από την αντίστοιχη της φωτόσφαιρας (Struve & Swings 1932). Ο χαμηλός βαθμός ιονισμού υποδεικνύεται από την παρουσία γραμμών εκπομπής ή γραμμών κελύφους (shelllines) του FeII, που παρατηρούνται με ίδια ένταση στα φάσματα τύπου A.



Σχήμα 1: Σχηματική αναπαράσταση του μοντέλου περιστροφής του Struve. Οι διαφορετικοί τύποι περιγραμμάτων A, B και C σχετίζονται με τη γωνία παρατήρησης (Slettebak 1979).

Στο σχήμα 1 παρουσιάζεται μια αναπαράσταση του μοντέλου του Struve. Το μοντέλο αυτό εξηγεί την ποικιλία των περιγραμμάτων των γραμμών εκπομπής αποκλειστικά με βάση τα γεωμετρικά χαρακτηριστικά του περιβλήματος και την κλίση του άξονα περιστροφής ως προς την ακτίνα παρατήρησης. Επιπλέον, προβλέπει ότι όλες οι γραμμές που σχηματίζονται στο περίβλημα είναι συμμετρικές και αμετάβλητες. Αν ο αστέρας παρατηρείται στο επίπεδο του ισημερινού, η γρήγορη περιστροφή παράγει ευρείες φωτοσφαιρικές γραμμές απορρόφησης, ενώ οι ευρείες γραμμές εκπομπής σχηματίζονται στους δύο λοβούς του περιστρεφόμενου περιβλήματος, η μία με κατεύθυνση προς τον παρατηρητή και η άλλη απομακρυνόμενη από αυτόν. Το τμήμα του περιβλήματος που προβάλλεται στον αστρικό δίσκο παράγει μια οξεία κεντρική συνιστώσα απορρόφησης. Αν ο αστέρας παρατηρείται με μεγάλη γωνία από το επίπεδο του ισημερινού, οι φωτοσφαιρικές γραμμές απορρόφησης είναι στενές όπως οι γραμμές εκπομπής που δεν παρουσιάζουν κεντρική αναστροφή. Αν ο αστέρας παρατηρείται σε ενδιάμεση γωνία, η γραμμή εκπομπής παρουσιάζει μια ασθενή κεντρική αναστροφή και τότε έχουμε ένα φάσμα τύπου Be.

Το μοντέλο του Struve αποδίδει τη διεύρυνση των γραμμών εκπομπής στην περιστροφή του κελύφους. Υποθέτοντας ότι το περίβλημα περιστρέφεται διατηρώντας τη στροφορμή του, το εύρος των γραμμών εκπομπής επιτρέπει τον υπολογισμό του μεγέθους του περιβλήματος. Η ακτίνα του περιβλήματος κυμαίνεται μεταξύ 3-5 αστρικών ακτίνων από το κέντρο του αστέρα. Για διαφορετικά στοιχεία παρατηρούνται διαφορετικές ταχύτητες περιστροφής, γεγονός που σημαίνει ότι οι ταχύτητες στο περίβλημα εξαρτώνται από την απόσταση από την επιφάνεια του αστέρα. Έτσι, οι ταχύτητες περιστροφής, που υπολογίζονται από τα πλάτη των γραμμών εκπομπής, των διαφόρων ιόντων, μας δίνουν τη δυνατότητα να εκτιμήσουμε τη σχετική θέση των περιοχών στις οποίες δημιουργούνται αυτά τα ιόντα, ενώ οι ενέργειες ιονισμού των ιόντων μας

www.diavgobooks.gr

επιτρέπουν να εκτιμήσουμε τη θερμοκρασία των περιοχών σχηματισμού τους. Οι διαφορετικές ταχύτητες περιστροφής, που παρατηρούνται για διαφορετικά ιόντα, υποδεικνύουν μια στρωμάτωση του περιβλήματος που αντιστοιχεί σε μια προς τα έξω ελάττωση του ιονισμού και της θερμοκρασίας του.

Το μοντέλο του Struve και τα παρατηρησιακά δεδομένα

Το μοντέλο του Struve συμφωνεί σε αρκετά σημεία με τις παρατηρήσεις. Εδώ θα δούμε μέχρι ποιο βαθμό.

Ταχύτητες περιστροφής των αστέρων φασματικού τύπου Be

Το μοντέλο του Struve ώθησε πολλούς ερευνητές να παρατηρήσουν την περιστροφή των αστέρων φασματικού τύπου B και Be. Οι περισσότερες τιμές της Vsini έχουν υπολογιστεί από φάσματα μέσης ανάλυσης (≈ 40 Å/mm) με τη μέθοδο Shajn & Struve (1929). Το παρατηρούμενο περίγραμμα συγκρίνεται με περιγράμματα που έχουν υπολογιστεί θεωρητικά εφαρμόζοντας διεύρυνση λόγω περιστροφής στο φάσμα ενός αστέρα με οξείες γραμμές, που υποθέτουμε ότι παρουσιάζει μηδενική περιστροφή. Στις περισσότερες περιπτώσεις, έχουν γίνει διορθώσεις, ώστε να ληφθούν υπόψη η παραμόρφωση του αστρικού δίσκου και η μεταβολή στο νόμο αμαύρωσης του χείλους που οφείλεται στη γρήγορη περιστροφή του αστέρα. Με αυτή τη μέθοδο ο Slettebak (1949, 1966) και οι Slettebak & Howard (1955) προσδιόρισαν τιμές της Vsini για αστέρες φασματικού τύπου B και Be. Μια πιο περίπλοκη μέθοδος είναι να χρησιμοποιηθούν περιγράμματα από μοντέλα περιστρεφόμενων ατμοσφαιρών, τα οποία υπολογίστηκαν από τον Collins (1974) και λαμβάνουν υπόψη τις παραπάνω διορθώσεις. Αυτοί οι υπολογισμοί δείχνουν ότι οι τιμές της Vsini, οι οποίες προκύπτουν από τη μέθοδο αυτή υπερεκτιμώνται σε ένα ποσοστό περίπου 15% (Slettebak et al. 1975).

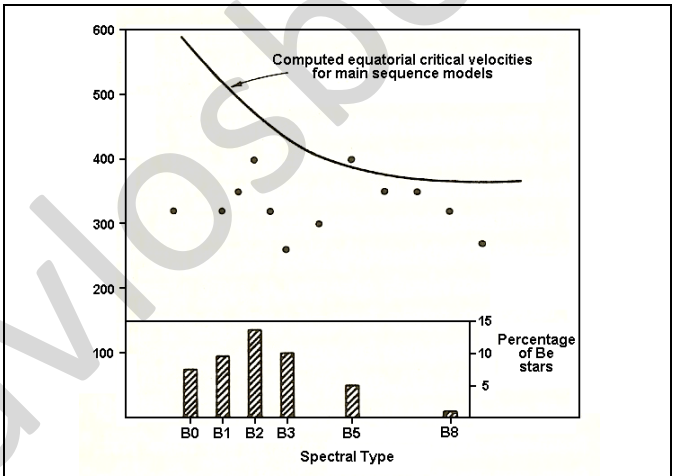
Η εφαρμογή αυτών των μεθόδων στους αστέρες φασματικού τύπου Be εμπεριέχει πολύ σοβαρότερες δυσκολίες, οι οποίες συνδέονται με την παρουσία του περιβλήματος και τα χαρακτηριστικά του στις γραμμές απορρόφησης. Για κάθε ένα αστέρα ξεχωριστά πρέπει να υπολογιστούν τα εξής χαρακτηριστικά:

1. Αλλοίωση των γραμμών από επικαλύψεις άλλων φασματικών γραμμών. Οι γραμμές που χρησιμοποιούνται για τον προσδιορισμό της Vsini είναι κυρίως αυτές του HeI στα 4471 και 4026 Å. Τα περιγράμματα σε πολλές περιπτώσεις είναι ιδιαίτερα πολύπλοκα. Υπάρχουν, επίσης, μεταβολές στην ένταση αυτών των γραμμών, που επηρεάζουν τα περιγράμματα του HeI με διαφορετικό τρόπο από εποχή σε εποχή. Οι γραμμές που παράγουν αυτές τις επικαλύψεις δεν συναντώνται στα φάσματα των κανονικών αστέρων B του ίδιου φασματικού τύπου. Οι τιμές της Vsini έχουν καθοριστεί γενικά από φάσματα μέτριας ανάλυσης (≈ 40 Å/mm) στα οποία αυτές οι επικαλύψεις διακρίνονται δύσκολα και επομένως είναι αδύνατο να εξαλειφθούν. Το περίγραμμα του HeI στο φάσμα υφίσταται αλλοίωση λόγω της ύπαρξης του περιβλήματος, που δεν υπάρχει στο θεωρητικό περίγραμμα ενός κανονικού φάσματος B.
2. Αλλοίωση των φωτοσφαιρικών γραμμών από φασματικές γραμμές του περιβλήματος. Εκτός από το φαινόμενο των επικαλύψεων, το περίγραμμα των φασματικών γραμμών του HeI μπορεί να αλλοιωθούν από γραμμές απορρόφησης και/ή εκπομπής του ίδιου μήκους κύματος με τις προηγούμενες, οι οποίες, όμως, παράγονται στο περίβλημα. Οι συνιστώσες αυτές παρατηρούνται σε συγκεκριμένες φάσεις των αστέρων φασματικού τύπου Be.

www.diavgeiabooks.gr

3. Αλλοίωση των γραμμών από επισκίαση. Τα συνεχή φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν γενικά μια αύξηση στη ροή και μια εγγενή ερυθρίαση λόγω ελεύθερης-ελεύθερης (free-free) και ελεύθερης-δέσμιας (free-bound) εκπομπής στην εξώτερη ατμόσφαιρα του αστέρα.

Τα χαρακτηριστικά 1, 2 και 3 δεν μπορούν να υπολογιστούν μόνιμα, αφού γενικά μεταβάλλονται από αστέρα σε αστέρα και από περίοδο σε περίοδο, για τον ίδιο αστέρα. Δεν έχουν ληφθεί ποτέ υπόψη για τον υπολογισμό της Vsini για τους αστέρες φασματικού τύπου Be. Υποθέταμε πάντα ότι οι φωτοσφαιρικές γραμμές και το συνεχές στους αστέρες φασματικού τύπου Be δεν αλλοιώνονται από την παρουσία του περιβλήματος. Αυτή η υπόθεση δικαιολογείται αν θεωρήσουμε ότι μας ενδιαφέρει να υπολογίσουμε μόνο την τάξη μεγέθους μιας φυσικής παραμέτρου. Δεν δικαιολογείται, όμως, αν η ανάλυση αυτών των φασματικών χαρακτηριστικών χρησιμοποιείται για τον καθορισμό μικρών διαφορών σε σύγκριση με κανονικούς αστέρες φασματικού τύπου B. Η παραμόρφωση των φασματικών γραμμών από τις αντίστοιχες φασματικές γραμμές του περιβλήματος πρέπει να αναλυθεί πολύ προσεκτικά, ώστε να καθοριστεί μέχρι ποιο σημείο οι φασματικές γραμμές του περιβλήματος αλλοιώνουν τις φωτοσφαιρικές γραμμές. Όταν εκτιμηθεί η σπουδαιότητα αυτών των χαρακτηριστικών, η ερμηνεία των τιμών της Vsini για τους αστέρες φασματικού τύπου Be θα είναι λιγότερο αμφίβολη. Όπως αναφέρει και ο Slettebak (1976)*όλες οι τιμές της Vsini που προκύπτουν από τα περιγράμματα των γραμμών για τους αστέρες φασματικού τύπου Be πρέπει να θεωρούνται αμφίβολες*.



Σχήμα 2: Κρίσιμες ταχύτητες περιστροφής για αστέρες φασματικού τύπου B της Κυρίας Ακολουθίας και μέγιστες παρατηρούμενες ταχύτητες περιστροφής για αστέρες φασματικού τύπου Be (Slettebak 1979). Σχετικές συχνότητες εμφάνισης του φαινομένου Be (Slettebak 1976).

Οι αρχικές μετρήσεις των Slettebak (1949) και Slettebak & Howard (1955) έδειχναν ότι στατιστικά οι αστέρες φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν μεγαλύτερες τιμές στη Vsini από τους αστέρες φασματικού τύπου B. Συγκεκριμένα, έχουμε το ίδιο εύρος ταχυτήτων για τους αστέρες φασματικού τύπου B και τους Be, αλλά η μέση τιμή της Vsini είναι μεγαλύτερη για τους αστέρες φασματικού τύπου Be.

Η Briot (1986), σε δείγμα 123 αστέρων φασματικού τύπου Be υπολόγισε ταχύτητες περιστροφής μεταξύ 146±31 και 302±18 km/s, ενώ οι Steeleetal. (1999), σε δείγμα 58 αστέρων φασματικού τύπου Be, με φασματικούς τύπους μεταξύ O9 και B8,5 και τάξεις λαμπρότητας μεταξύ III και IV, υπολόγισαν ταχύτητες περιστροφής μεταξύ 77±18 km/s και 317±20 km/s. Στο δείγμα αυτό τις μικρότερες ταχύτητες περιστροφής εμφανίζουν οι αστέρες φασματικού τύπου Be με τάξη λαμπρότητας III, ενώ τις μεγαλύτερες οι αστέρες φασματικού τύπου Be τάξης λαμπρότητας V.

www.kiavlosbooks.gr

Σύμφωνα με το μοντέλο του Struve, όλοι οι αστέρες φασματικού τύπου Be περιστρέφονται με μια κρίσιμη ταχύτητα. Στο σχήμα 2 φαίνεται η θεωρητική καμπύλη της κρίσιμης ταχύτητας στον ισημερινό όπως υπολογίστηκε από τον Collins (1974) και τα σημεία που αντιπροσωπεύουν τιμές της Vsini οι οποίες παρατηρούνται στους αστέρες φασματικού τύπου Be. Σύμφωνα με αυτό το σχήμα, καμιά παρατήρηση δεν αποδεικνύει ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be περιστρέφονται με την κρίσιμη ταχύτητα. Η μεγαλύτερη τιμή για τη Vsini είναι 400 km/s, ενώ οι κρίσιμες ταχύτητες περιστροφής είναι πολύ υψηλότερες.

Τέλος, πρέπει να σημειώσουμε ότι μια κρίσιμη ταχύτητα περιστροφής δεν μπορεί να αποτελεί το μόνο λόγο εκροής ύλης. Δεν επιτρέπει τη μετατόπιση ύλης από την επιφάνεια του αστέρα σε μεγάλες αποστάσεις. Μπορεί μόνο να εξισορροπήσει τη βαρυτική με τη φυγόκεντρο δύναμη. Κανένα μοντέλο, στο οποίο η γρήγορη περιστροφή ελαττώνει μόνο την τιμή του g_{eff}, δεν μπορεί να εξηγήσει την παραγωγή ροής μάζας. Σύμφωνα με τους Limber & Marlborough (1968), αν η ατμόσφαιρα του αστέρα που περιστρέφεται με την κρίσιμη ταχύτητα παρουσιάζει δυνάμεις ιξώδους ή μαγνητικές δυνάμεις, μπορεί να παρουσιάζει και ροή μάζας. Σημειώνουμε όμως, ότι αν η περιστροφή του αστέρα είναι διαφορική, χωρίς απαραίτητα να παρουσιάζει περιστροφή με την κρίσιμη ταχύτητα, θα παράγει συστηματικές κινήσεις στα κατώτερα στρώματα της ατμόσφαιρας. Αυτές οι μη θερμικές συσσωρευμένες καταστάσεις θα παράγουν μια ροή μάζας και μια ροή μη ακτινοβολιακής ενέργειας (Thomas 1973, Cannon & Thomas 1977).

Τα εύρη των γραμμών εκπομπής

Η αναλογία ανάμεσα στα εύρη των γραμμών εκπομπής και στα μήκη κύματός τους αναλύθηκε και από την Doazan (1970), η οποία χρησιμοποίησε μεγαλύτερο δείγμα φασμάτων υψηλής ανάλυσης από τον Curtis (1923), ενώ συμπεριέλαβε τη γραμμή Hα. Ένα από τα σημαντικότερα χαρακτηριστικά των περιγραμμάτων των γραμμών εκπομπής στους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι η μεγάλη έκταση των πτερύγων, που πολλές φορές φτάνει τα 1.000 km/s στην Hα. Η έρευνα της Doazan επικεντρώνεται στο μέγιστο εύρος. Με εξαίρεση την Hα, κατοχυρώνεται ο συσχετισμός μεταξύ του εύρους εκπομπής και του μήκους κύματος. Παρ' όλα αυτά, παρατηρείται ότι για όλους τους αστέρες που μελετήθηκαν, η ταχύτητα του άκρου της εκπομπής στην Hα είναι μεγαλύτερη από την ταχύτητα περιστροφής των γραμμών απορρόφησης. Σε πολλές περιπτώσεις, είναι δύο με τρεις φορές μεγαλύτερη της Vsini. Αυτό οδηγεί στο παράλογο συμπέρασμα ότι το περίβλημα περιστρέφεται ταχύτερα από τον ίδιο τον αστέρα, και ότι η τιμή της ταχύτητας περιστροφής του είναι δύο με τρεις φορές μεγαλύτερη από την κρίσιμη τιμή. Αυτή η αντίφαση υπονοεί ότι το εύρος των γραμμών εκπομπής δεν οφείλεται μόνο στην περιστροφή. Η Underhill (1953) ήταν η πρώτη που επεσήμανε το υπερβολικό εύρος της γραμμής εκπομπής Hα σε δύο αστέρες φασματικού τύπου Be. Υπέδειξε ότι μεγάλα ρεύματα ύλης με υψηλές ταχύτητες σε μεγάλη απόσταση από τον αστέρα, διευρύνουν τη γραμμή. Ο Marlborough (1969) και οι Poeckert & Marlborough (1979) προσπάθησαν να δικαιολογήσουν το υπερβολικό εύρος των πτερύγων της Hα με το μοντέλο τους, σύμφωνα με το οποίο το περίβλημα υφίσταται περιστροφή και διαστολή. Έδειξαν ότι η σκέδαση των φωτονίων από ηλεκτρόνια μπορεί να παράγει σημαντική διεύρυνση στις πτέρυγες της γραμμής, δηλαδή ένας μεγάλος αριθμός φωτονίων μπορεί να σκεδαστεί από το κέντρο της γραμμής εκπομπής προς τις πτέρυγες. Αυτό το χαρακτηριστικό είναι λιγότερο σημαντικό για τα υψηλότερα μέλη της σειράς Balmer.

www.giavlosbooks.gr

Ακόμη, σε συγκεκριμένες χρονικές περιόδους, ένας συγκεκριμένος αστέρας μπορεί να παρουσιάζει μεγάλες μεταβολές στο εύρος των γραμμών εκπομπής καθώς η ένταση μεταβάλλεται.

Το μοντέλο περιστροφής και η μεταβλητότητα των αστέρων φασματικού τύπου Be

Η ερμηνεία του φαινομένου Be ισοδυναμεί με την ερμηνεία δύο παρατηρησιακών γεγονότων:

1. Την παρουσία των γραμμών εκπομπής στο ορατό φάσμα, όταν η θεωρία προβλέπει μόνο γραμμές απορρόφησης και
2. Τη μεταβλητότητα των γραμμών εκπομπής και του συνεχούς φάσματος.

Το δεύτερο γεγονός ήταν γνωστό από την εποχή που ο Struve πρότεινε το ομώνυμο μοντέλο του. Έτσι, οι Struve & Swings (1932) σημείωσαν το εξής: *Η συχνή μεταβολή των λαμπρών γραμμών αποτελεί το πιο ευαίσθητο σημείο της υπόθεσης περιστροφής*. Οι παρατηρήσεις που ακολούθησαν, έδωσαν περαιτέρω αποδείξεις όσον αφορά τη μεταβλητότητα των αστέρων φασματικού τύπου Be. Σχεδόν όλες οι εργασίες οι οποίες αφορούν τους αστέρες φασματικού τύπου Be μελετούν τις μεταβολές τους. Οι παρατηρήσεις στο υπεριώδες από το διάστημα επέτειναν το πρόβλημα παρουσιάζοντας πολύ μεγαλύτερες μεταβολές από αυτές που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή.

Το μοντέλο περιστροφής αντιμετωπίζει δυσκολίες στην ερμηνεία των ακόλουθων παρατηρήσεων:

1. Οι εντάσεις και τα περιγράμματα των γραμμών κελύφους (shelllines) ή των γραμμών εκπομπής μεταβάλλονται.
2. Ο αστέρας μπορεί να χάσει όλα τα χαρακτηριστικά Be και να γίνει ένας κανονικός αστέρας B.

Σε πολλές περιπτώσεις το φάσμα τύπου Be επανεμφανίζεται μετά από κάποιο χρονικό διάστημα. Πάντως, τα χαρακτηριστικά γεωμετρικού προσανατολισμού δεν μπορούν να εξηγήσουν τις παραπάνω παρατηρήσεις για έναν συγκεκριμένο αστέρα.

Για να ερμηνεύσει τις μεταβολές V/R, ο Mc-Laughlin (1931) πρότεινε, την ίδια χρονιά με τον Struve, ένα μοντέλο, στο οποίο το περίβλημα υφίσταται τόσο περιστροφικές όσο και παλμικές κινήσεις. Ο Gerasimović (1934, 1935) συμπεριέλαβε τις επιδράσεις της πίεσης ακτινοβολίας για να ερμηνεύσει το σχηματισμό των περιβλημάτων στους ταχέως περιστρεφόμενους αστέρες, όπου η ενεργός βαρύτητα μειώνεται λόγω της γρήγορης περιστροφής. Σ' αυτό το μοντέλο, οι χρονικές μεταβολές ερμηνεύονται με τη μεταβολή του οπτικού βάθους της εξώτερης ατμόσφαιρας. Από τότε τα περισσότερα adhoc μοντέλα που αναπτύχθηκαν για να ερμηνεύσουν το φάσμα των αστέρων Be στην ορατή περιοχή διατήρησαν τις περιστροφικές κινήσεις καθώς και τις κινήσεις διαστολής.

Το μοντέλο περιστροφής και οι παρατηρήσεις στο υπεριώδες από το διάστημα

Προκειμένου να καταλάβουν την προέλευση του φαινομένου Be, οι Struve&Swings (1932) προσπάθησαν να απαντήσουν στις ακόλουθες δύο ερωτήσεις:

1. Τα περιγράμματα των γραμμών απορρόφησης στους αστέρες φασματικού τύπου Be διευρύνονται με την περιστροφή;

www.diavlosbooks.gr

2. Οι γραμμές εκπομπής διευρύνονται με την περιστροφή του εξώτερου περιβλήματος;

Οι δύο αυτές ερωτήσεις ήταν πολύ βασικές την εποχή του Struve. Ήταν απαραίτητο να βρεθεί ένας μηχανισμός που θα μπορούσε να παράγει μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα σε κάποιους αστέρες φασματικού τύπου Β και όχι σε άλλους, αφού μόνο ορισμένοι από αυτούς παρουσίαζαν γραμμές εκπομπής στα φάσματά τους. Οι τότε παρατηρήσεις υποδείκνυαν ότι μόνο οι αστέρες με γραμμές εκπομπής είχαν εκτεταμένη ατμόσφαιρα, δηλαδή μια ροή μάζας που θα μπορούσε να είναι υπεύθυνη για το σχηματισμό μιας τέτοιας ατμόσφαιρας. Όμως, για περισσότερα από δέκα χρόνια, παρατηρήσεις στο υπεριώδες από το διάστημα έδειξαν ότι, όπως οι αστέρες Be, έτσι και οι κανονικοί αστέρες Β παρουσιάζουν ροή μάζας και μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή. Αυτό που πρέπει να απαντηθεί τώρα δεν είναι το γιατί οι αστέρες φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν ροή μάζας αντιθέτως προς τους κανονικούς αστέρες Β, αλλά το εξής: Αν δύο αστέρες Β του ίδιου φασματικού τύπου εμφανίζουν ροή μάζας και μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή, γιατί δεν έχουν και οι δύο ψυχρές, χαμηλής ταχύτητας περιοχές στις εξώτερες ατμόσφαιρές τους, όπου σχηματίζονται οι γραμμές εκπομπής που παρατηρούνται στο ορατό; Δεν χρειάζεται πια να συμπεριλάβουμε έναν ειδικό μηχανισμό για την παραγωγή της ροής μάζας μόνο στους αστέρες φασματικού τύπου Be, αφού η ροή μάζας παρατηρείται και στους κανονικούς αστέρες Β του ίδιου φασματικού υποτύπου. Πρέπει να εξηγηθεί γιατί η ροή μάζας και η μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή παράγουν χρωμοσφαιρικές, στεμματικές και μεταστεμματικές περιοχές, όπου οι ταχύτητες δηλώνουν αυξανόμενη διαστολή στις εξώτερες ατμόσφαιρες κάποιων κανονικών αστέρων Β, ενώ στους αστέρες φασματικού τύπου Be η μεταστεμματική περιοχή είναι πολύ πυκνότερη και υφίσταται μια επιβράδυνση στα ψυχρότερα μέρη, όπου σχηματίζονται οι γραμμές Balmer και οι γραμμές εκπομπής του FeII.

Το πρόβλημα του είδους των διαδικασιών που μεταφέρουν τη μάζα από τον αστέρα στο κέλυφος παραμένει άλυτο, παρά τις προσπάθειες που έχουν γίνει για την επίλυσή του. Οι Harmanec & Križ (1976) διατύπωσαν την άποψη ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be θα μπορούσαν να είναι μέλη διπλών συστημάτων με δεύτερο μέλος έναν αστέρα μεταγενέστερου φασματικού τύπου, ενώ τα περιβλήματα τύπου Be στα συστήματα αυτά πρέπει να σχηματίζονται ως αποτέλεσμα ανταλλαγής μάζας, με ρεύματα αερίου, μεταξύ των αστέρων. Ο Roxburgh (1970) πρότεινε ότι το αίτιο εκροής μάζας στην περιοχή του ισημερινού μπορεί να είναι ένας παλμός αστάθειας, που δημιουργείται όταν η βαρύτητα, η θερμοκρασία και τα τοπικά μαγνητικά πεδία δημιουργήσουν συνθήκες όμοιες με αυτές των αναπαλλόμενων αστέρων. Ο Limber (1976) τόνισε τη σημαντική συμβολή των μαγνητικών πεδίων στη γέννηση των μηχανισμών εκροής μάζας και έδωσε έμφαση στην πιθανότητα να υπάρχει σύνδεση της διαφορικής περιστροφής ενός αστέρα και των μαγνητικών πεδίων στη δημιουργία της ροής μάζας.

Εδώ πρέπει να σημειώσουμε ότι την εποχή του Struve (1931a, b) ο όρος «περίβλημα» αντιπροσώπευε όλη την εξώτερη ατμόσφαιρα του αστέρα φασματικού τύπου Be. Από τότε όμως, που έγιναν οι παρατηρήσεις στο υπεριώδες από το διάστημα, αυτός ο όρος αναφέρεται μόνο σε μια περιορισμένη, καλώς ορισμένη περιοχή της εξώτερης ατμόσφαιρας, όπου σχηματίζεται η εκπομπή στις γραμμές Balmer, των οποίων η ύπαρξη δηλώνει την ανωμαλία των αστέρων Be στο ορατό. Ο όρος «εκτεταμένη ατμόσφαιρα» χρησίμευε για να δηλώσει την εξώτερη ατμόσφαιρα των αστέρων φασματικού τύπου Be, ενώ τώρα αναφέρεται

www.stavlosbooks.gr

στις ατμόσφαιρες τόσο των κανονικών αστέρων τύπου φασματικού Β όσο και των αστέρων φασματικού τύπου Be.

Μοντέλα αστέρων φασματικού τύπου Be βασισμένα στις παρατηρήσεις στα ορατά μήκη κύματος

Για το φαινόμενο Be δεν υπάρχει θεωρία και οι φυσικές αιτίες που το προκαλούν δεν είναι ακόμα γνωστές. Παρ' όλα αυτά υπάρχει ένα σύνολο εξηγήσεων για τα διάφορα χαρακτηριστικά που παρατηρούνται στο ορατό φάσμα αυτών των αστέρων, το οποίο κατέληξε σε μια adhoc αναπαράσταση των ατμοσφαιρών τους. Κάτι τέτοιο προτάθηκε από τον Struve (1931b), που έβαλε τη βάση για το μοντέλο περιστροφής. Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, αυτό το μοντέλο προσπάθησε να δώσει απαντήσεις σε δύο ερωτήματα:

1. Σε ποια περιοχή της ατμόσφαιρας σχηματίζονται οι γραμμές εκπομπής που παρατηρούμε στο ορατό;
2. Ποιος είναι ο μηχανισμός που είναι υπεύθυνος για το σχηματισμό αυτής της περιοχής;

Οι απαντήσεις σ' αυτές τις δύο ερωτήσεις είναι τα δύο βασικά στοιχεία του μοντέλου περιστροφής.

Η προέλευση των γραμμών εκπομπής που παρατηρούνται στο ορατό

Η προέλευση των γραμμών εκπομπής στο ορατό αποδίδεται στην ύπαρξη ενός εκτεταμένου περιβλήματος. Αυτή η ερμηνεία για τα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be είναι μια λογική επέκταση αυτής που χρησιμοποιήθηκε για την ερμηνεία του φάσματος των αστέρων τύπου Wolf-Rayet και PCygni. Η βασική διαφορά μεταξύ αυτών των τριών τύπων αστέρων και των πλανητικών νεφελωμάτων προκύπτει από τις πολύ διαφορετικές τάξεις μεγέθους του παράγοντα εξασθένησης, ο οποίος είναι πολύ μικρότερος στην περίπτωση των πλανητικών νεφελωμάτων, ενώ οι αστέρες φασματικού τύπου Be διαχωρίζονται από τους αστέρες τύπου Wolf-Rayet και PCygni από τη μεγάλη διαφορά στην αδιαφάνεια της εξώτερης ατμόσφαιρας. Η αδιαφάνεια του περιβλήματος είναι σχετικά μικρή στους αστέρες φασματικού τύπου Be, αλλά είναι αρκετά μεγάλη στους αστέρες τύπου Wolf-Rayet και PCygni, έτσι ώστε να μεταβάλλει σημαντικά τη φωτοσφαιρική ακτινοβολία. Ο Struve (1942) παρουσίασε αυτή την άποψη που αφορά τους αστέρες εκπομπής. Οι αστέρες διαφορετικών τύπων αντιμετωπίζονται στατιστικά και οι παρατηρούμενες διαφορές των φασμάτων τους ανάγονται κυρίως στη διαφορά του σχετικού μεγέθους του περιβλήματος σε σχέση με τη φωτόσφαιρα.

Δεν υπάρχει άμεση απόδειξη στην ορατή περιοχή που να υποστηρίζει την υποτιθέμενη ύπαρξη ενός εκτεταμένου περιβλήματος για τους αστέρες φασματικού τύπου Be. Για τα πλανητικά νεφελώματα, η εκτεταμένη ατμόσφαιρα παρατηρείται άμεσα. Για τους αστέρες τύπου Wolf-Rayet και PCygni, οι υψηλές ταχύτητες διαστολής που παρατηρούνται μας δίνουν μια λογική δικαιολογία για το σχηματισμό ενός περιβλήματος από εκροή υλικού. Κάτι τέτοιο, όμως, δεν συμβαίνει στους αστέρες φασματικού τύπου Be, όπου οι ταχύτητες που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή είναι γενικά πολύ μικρές.

www.diavlosbooks.gr

Η προέλευση του εκτεταμένου περιβλήματος

Στα προηγούμενα περιγράψαμε τα παρατηρησιακά δεδομένα που οδήγησαν τον Struve να αποδώσει το σχηματισμό του περιβλήματος των αστέρων φασματικού τύπου Be στην εκροή ύλης, η οποία οφείλεται σε αστάθειες λόγω της κρίσιμης ταχύτητας του αστέρα. Μια τέτοια ερμηνεία προϋποθέτει σαφώς, ότι όλοι οι αστέρες φασματικού τύπου Be περιστρέφονται με την κρίσιμη ταχύτητα. Ο Gerasimović (1934) πρότεινε ότι η εκροή μάζας στο επίπεδο του ισημερινού οφείλεται στην πίεση ακτινοβολίας, η οποία αυξάνεται με τη μείωση της ενεργού βαρύτητας λόγω της γρήγορης περιστροφής. Οι παρατηρήσεις της μεταβλητότητας V/R και οι μετατοπίσεις των άκρων της γραμμής εκπομπής και της κεντρικής απορρόφησης οδήγησαν τον McLaughlin (1933) να προτείνει ένα μοντέλο, στο οποίο μια διαστολή και/ή μια συστολή συνδυάζονται με την περιστροφική κίνηση. Τα μοντέλα των αστέρων φασματικού τύπου Be διατήρησαν αυτές τις υποθέσεις και βασίστηκαν σε ένα πολύ βασικό αξίωμα: οι αστέρες φασματικού τύπου Be είναι αστέρες B που περιστρέφονται με την κρίσιμη ταχύτητα. Αυτό το αξίωμα είναι η βάση της γεωμετρίας που υιοθετήθηκε, γενικά, για την αναπαράσταση των εκτεταμένων ατμοσφαιρών σ' αυτούς τους αστέρες: ένας δίσκος στο επίπεδο του ισημερινού ή ακόμη και ένας δακτύλιος, που επίσης περιστρέφεται και υπόκειται σε διαστολή ή συστολή. Λόγω των μικρών ακτινικών ταχυτήτων που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή, η κύρια κίνηση στο περίβλημα είναι αυτή της περιστροφής. Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, έχει αποδειχθεί ότι από μόνη της η περιστροφή δεν είναι ένας ικανός μηχανισμός για το σχηματισμό ενός εκτεταμένου περιβλήματος. Η μόνη επίδραση της περιστροφής είναι η μείωση της ενεργού βαρύτητας στο επίπεδο του ισημερινού και επομένως η μεταφορά του κρίσιμου σημείου πιο κοντά στη φωτόσφαιρα (Marlborough & Zamir 1975). Όσο για την πίεση ακτινοβολίας, μπορεί μόνο να επιταχύνει την κίνηση που έχει ήδη αρχίσει. Από την άλλη πλευρά, το μοντέλο παρουσιάζει ιδιαίτερα αδύνατα σημεία από παρατηρησιακή αλλά και θεωρητική άποψη.

Παρ' όλα αυτά, το μοντέλο περιστροφής εφαρμοζόταν για περίπου μισό αιώνα, προκειμένου να ερμηνεύσει ένα σύνολο νέων παρατηρησιακών δεδομένων. Όσο οι παρατηρήσεις περιορίζονταν στην ορατή και υπέρυθρη περιοχή, το μοντέλο παρείχε μια ικανοποιητική εικόνα με την οποία συμφωνούσε ένας μεγάλος αριθμός δεδομένων. Αυτή η σχετική συμφωνία μεταξύ του μοντέλου και των παρατηρήσεων προκύπτει από το γεγονός ότι οι ανωμαλίες που εμφανίζονται στο ορατό και υπέρυθρο φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Be πηγάζουν κυρίως από την ίδια ατμοσφαιρική περιοχή: το ψυχρό, χαμηλά ιονισμένο, εκτεταμένο περίβλημα. Εκεί σχηματίζονται οι γραμμές εκπομπής Balmer, οι γραμμές εκπομπής των απλά ιονισμένων μετάλλων, η ελεύθερη-ελεύθερη (free-free) και η δέσμια-ελεύθερη (bound-free) ακτινοβολία, καθώς και η σκέδαση των ηλεκτρονίων. Παρ' όλα αυτά, ακόμα και στην ορατή περιοχή, μπορούμε να σημειώσουμε ότι μια τέτοια εικόνα καθώς και οι παράμετροι T_{eff}, g και Vsini δεν θα μπορούσαν να ερμηνεύσουν τον πλούτο και την ποικιλία των ιδιοτήτων των αστέρων φασματικού τύπου Be, ούτε βεβαίως, θα μπορούσαμε να δώσουμε μια ικανοποιητική ερμηνεία μέσα στα γενικά πλαίσια της κλασικής θεωρίας των αστρικών ατμοσφαιρών.

Ένα χρόνο μετά την πρόταση του μοντέλου, οι Struve & Swings (1932) σημείωσαν τη μεγάλη αδυναμία του, όταν ήρθαν αντιμέτωποι με τις παρατηρούμενες μεταβολές στους αστέρες φασματικού τύπου Be. Μισό αιώνα αργότερα, αναγκαστήκαμε να παραδεχθούμε ότι οι γραμμές εκπομπής και η μεταβλητότητα είναι δύο αλληλένδετα φαινόμενα και ότι δεν μπορούμε να

www.stavrosbooks.gr

περιγράψουμε τις γραμμές εκπομπής αν δεν κατανοήσουμε τη μεταβλητότητά τους. Παρ' όλα αυτά, η ουσιαστική διαφωνία μεταξύ του μοντέλου και των παρατηρήσεων προέρχεται από το μακρινό υπεριώδες, όπου φαίνεται να υπάρχει μια περιοχή στην εξώτερη ατμόσφαιρα των αστέρων φασματικού τύπου Be, την οποία κανένα μοντέλο δεν έχει προβλέψει. Αντί μιας ψυχρής, χαμηλού ιονισμού περιοχής, παρατηρούμε μια θερμή υπεριονισμένη περιοχή, δηλαδή την περιοχή της χρωμόσφαιρας και του στέμματος. Αντί των υψηλών ταχυτήτων περιστροφής, παρατηρούμε ταχύτητες διαστολής μεγαλύτερες της ταχύτητας διαφυγής στην επιφάνεια του αστέρα. Αντί της εκροής μάζας, που υποθέταμε ότι περιορίζεται στο επίπεδο του ισημερινού, παρατηρούμε μεγάλες ταχύτητες διαστολής σε αστέρες που ταξινομήθηκαν ως pole-on, δηλαδή στη διεύθυνση του άξονα περιστροφής (Peters 1981). Η εικόνα ενός ψυχρού περιστρεφόμενου δίσκου στο επίπεδο του ισημερινού αντικαθίσταται με την εικόνα μιας θερμής υπεριονισμένης ατμόσφαιρας με βίαιη διαστολή. Το μοντέλο περιστροφής κλονίζεται από τις παρατηρήσεις αυτών των στοιχείων. Είναι ξεκάθαρο ότι οποιοδήποτε μοντέλο για αστέρες φασματικού τύπου Be πρέπει να αναπαριστά όλες αυτές τις παρατηρήσεις μέσα σε ένα συνεπές, λογικά συγκροτημένο πλαίσιο.

Σχεδόν όλα τα μοντέλα για τους αστέρες φασματικού τύπου Be έχουν υιοθετήσει τα γενικά χαρακτηριστικά του μοντέλου περιστροφής του Struve. Σύμφωνα μ' αυτή τη λογική θα πρέπει να περιλαμβάνουν δύο αλληλένδετα μέρη:

1. Το υδροδυναμικό πρόβλημα του σχηματισμού του περιβλήματος, ξεκινώντας από τις περιστροφικές αστάθειες που προκύπτουν από την κρίσιμη περιστροφή του αστέρα. Η λύση αυτού του προβλήματος θα πρέπει να προσδιορίζει την πυκνότητα, τη θερμοκρασία, και, αν θεωρήσουμε τη ροή μάζας σταθερή, την κατανομή ταχυτήτων σε κάθε σημείο του περιβλήματος.
2. Τη λύση της εξίσωσης μεταφοράς, ώστε να συγκρίνουμε το πρότυπο φάσμα με το πραγματικό φάσμα.

Αν θέλουμε να αναπαραστήσουμε έναν πραγματικό αστέρα, οι παράμετροι που θα καθορίζουν το μοντέλο θα πρέπει να λαμβάνουν υπόψη τη μεταβλητή φύση των αστέρων φασματικού τύπου Be και τους διαφορετικούς τύπους φασμάτων που μπορεί να δώσει ο ίδιος αστέρας (φάση Be και κανονική φάση B). Ακόμη, η μελέτη των μεταβολών συγκεκριμένων αστέρων υπονοεί ότι η ακολουθία των γεγονότων είναι φυσικής σημασίας και αυτά τα γεγονότα είναι αμετάκλητα. Έτσι, οι παράμετροι του μοντέλου θα πρέπει να μεταβάλλονται και με το χρόνο. Είναι προφανές ότι η κατασκευή των μοντέλων των αστέρων φασματικού τύπου Be απέχουν πολύ από μια πλήρη λύση των δύο αυτών προβλημάτων, κυρίως του πρώτου: αντί να λύσουμε το υδροδυναμικό πρόβλημα, υποθέτουμε μια λύση γι' αυτό, ώστε να έχουμε μια κατανομή πυκνότητας στο περίβλημα. Αυτό το μέρος είναι σημαντικό για την κατασκευή της adhoc μορφής των μοντέλων. Όσο για το δεύτερο μέρος, αν και έχει υποστεί σημαντική βελτίωση στη θεωρία της διάδοσης της ακτινοβολίας, αυτές οι βελτιώσεις δεν έχουν χρησιμοποιηθεί πλήρως για την κατασκευή ενός μοντέλου για τους πραγματικούς αστέρες φασματικού τύπου Be, λόγω της μεγάλης συνθετότητας του προβλήματος. Όμως, αν και η πρόοδος που έχει γίνει στην αντιμετώπιση της εξίσωσης διάδοσης και στη χρήση της πιθανότητας διαφυγής που εισήγαγε ο Sobolev (1947, 1957) δεν συνεισφέρει στην καλύτερη κατανόηση του φαινομένου Be, σίγουρα βελτιώνει τα μαθηματικά εργαλεία που μας βοηθούν να το διερευνήσουμε. Η μεγαλύτερη αδυναμία των adhoc μοντέλων προκύπτει από το γεγονός ότι οι νέες παρατηρήσεις καταλήγουν πάντα σε σημαντικές διαφορές από τα μοντέλα και οι απαραίτητες διαμορφώσεις γι' αυτές τις παρατηρήσεις δίνουν, γενικά, στα μοντέλα μια ακόμα πιο αυθαίρετη

www.diavlosbooks.gr

φύση. Παρ' όλα αυτά αν έχουμε υπόψη μας τις adhoc θεωρήσεις, στις οποίες βασίζονται, αυτά τα μοντέλα μπορούν να δώσουν ένα πλαίσιο για περαιτέρω έρευνα.

Στο adhoc μοντέλο του Limber (1964, 1967, 1969) βλέπουμε μια προσπάθεια για την υδροδυναμική λύση του προβλήματος της εκροής μάζας λόγω περιστροφής. Στην πραγματικότητα καταλήγει μόνο σε μια λύση ισορροπίας, όπου η ροή μάζας είναι παντού μηδενική και όπου το περίβλημα είναι άπειρο, στατικό και ομογενές. Έτσι, η ροή μάζας αποτελεί απαραίτητα μια πρόσθετη φυσική παράμετρο, ανεξάρτητη των παραμέτρων που καθορίζουν τη φωτόσφαιρα του αστέρα και πρέπει να συμπεριληφθεί, αν θέλουμε να περιγράψουμε την περίπτωση ενός πραγματικού περιβλήματος. Ο Limber αποδίδει την προέλευσή του στις ιδιότητες της κατώτατης ατμόσφαιρας και θεωρεί ότι αυτές οι ιδιότητες των αστέρων φασματικού τύπου Be προκύπτουν κυρίως από την κρίσιμη περιστροφή.

Συμπεράσματα από τις γραμμές εκπομπής Balmer

Η κλασική θεωρία των ατμοσφαιρών προβλέπει μόνο γραμμές απορρόφησης στα αστρικά φάσματα. Ακόμα και αν λάβουμε υπόψη μας καταστάσεις χωρίς Τοπική Θερμοδυναμική Ισορροπία, μπορούμε να παράγουμε μόνο ασθενείς πυρήνες εκπομπής στις γραμμές. Η παρουσία των γραμμών εκπομπής με τις εντάσεις που παρατηρούνται στους αστέρες φασματικού τύπου Be, ή ακόμα και σε θερμούς υπεργίγαντες, δείχνουν ότι οι καταστάσεις υδροστατικής ισορροπίας και/ή ακτινοβολιακής ισορροπίας δεν στέκουν. Η ερμηνεία των γραμμών εκπομπής με όρους εκτεταμένου περιβλήματος υπονοεί, τουλάχιστον, ότι η υδροστατική ισορροπία δεν υφίσταται σ' αυτές τις ατμόσφαιρες.

Οι διάφοροι μηχανισμοί που είναι ικανοί να παράγουν γραμμές εκπομπής στα φάσματα των θερμών αστέρων έχουν μελετηθεί πλήρως και περιγράφονται ξεκάθαρα από τον Pagel (1960). Το πρώτο πρόβλημα, που προκύπτει από την ερμηνεία των φασμάτων με γραμμές εκπομπής, είναι αυτό του ιονισμού των ατόμων. Οι περισσότερες μελέτες υποθέτουν ότι οι γραμμές εκπομπής οφείλονται στην επανασύνδεση που ακολουθεί τον φωτοϊονισμό του αερίου στο περίβλημα, λόγω της ακτινοβολίας του αστέρα. Παρ' όλα αυτά, τα αποτελέσματα των μελετών των πλανητικών νεφελωμάτων δεν μπορούν να χρησιμοποιηθούν στους αστέρες φασματικού τύπου Be, γιατί οι ακτίνες των περιβλημάτων τους είναι πολύ μικρότερες από αυτές των νεφελωμάτων. Οι πρώτοι προσδιορισμοί για τις ακτίνες, που έγιναν κυρίως από τον Struve (1931a, b) από τα παρατηρούμενα εύρη των γραμμών εκπομπής με την υπόθεση της διατήρησης της στροφορμής, οδήγησαν σε τιμές της τάξης των 3-5 αστρικών ακτίνων. Οι Burbidge&Burbidge (1953) με μια απλή μέθοδο υπολόγισαν ότι η ακτίνα του περιβλήματος μορφής δίσκου είναι περίπου 10 R_* και ότι η ηλεκτρονιακή πυκνότητα είναι περίπου 10^{13}. Αυτές οι μέθοδοι και αυτά τα αποτελέσματα χρησιμοποιούνται ακόμα παρά την προσεγγιστική τους φύση. Οι ακτίνες που βρήκαν οι Burbidge & Burbidge είναι της ίδιας τάξης με αυτές που δίνουν κάποια πολύ πιο περίπλοκα adhoc μοντέλα, αλλά η ηλεκτρονιακή πυκνότητα, που θεωρείται σταθερή, είναι περίπου 10 φορές μεγαλύτερη. Ο Kitchin (1970, 1973) πρότεινε μια μέθοδο για τον καθορισμό του μεγέθους των Be περιβλημάτων από το λόγο των εντάσεων του εσωτερικού και εξωτερικού μέρους των γραμμών εκπομπής. Υποθέτοντας ότι το περίβλημα παρουσιάζει μόνο περιστροφική κίνηση, υπολόγισε την τιμή των 10-15 R_*.

Γνωρίζοντας ότι οι τιμές για τους παράγοντες εξασθένησης και για την πυκνότητα στα περιβλήματα των αστέρων φασματικού τύπου Be είναι πολύ

www.stavlosbooks.gr

μεγαλύτερες σε σχέση με τις αντίστοιχες των πλανητικών νεφελωμάτων, δεν μπορούμε να υποθέσουμε ότι ο ιονισμός στο περίβλημα προέρχεται μόνο από τη βασική στάθμη. Μια ρεαλιστική αντιμετώπιση θα πρέπει να λάβει υπόψη και ιονισμό από τις διεγερμένες στάθμες, όπως έδειξε ξεκάθαρα ο Miyamoto (1950).

Για το περίβλημα των αστέρων φασματικού τύπου Be έχουν υιοθετηθεί δύο διαφορετικές απόψεις. Η μία υποθέτει ότι το περίβλημα είναι στατικό και η άλλη υποθέτει ότι οι εκτεταμένες ατμόσφαιρες κινούνται. Σε καμία, όμως, από τις δύο περιπτώσεις δεν έχει βρεθεί μια λογικά συγκροτημένη λύση για τις εξισώσεις της στατιστικής ισορροπίας, της διάδοσης της ακτινοβολίας και των εξισώσεων της δυναμικής του αερίου, ώστε να ερμηνεύσουν το παρατηρούμενο φάσμα ενός αστέρα φασματικού τύπου Be.

Το στατικό περίβλημα

Το σύστημα των εξισώσεων για τη στατιστική ισορροπία έχει λυθεί με σκοπό να καθοριστούν οι πληθυσμοί των διάφορων επιπέδων, χωρίς να ληφθούν υπόψη τα χαρακτηριστικά του πεδίου ταχυτήτων στη διάδοση της ακτινοβολίας στο περίβλημα (Miyamoto 1949, 1952, Kogure 1959, 1961, 1967, 1969, Pottasch 1961). Σ' αυτές τις μελέτες θεωρούνται διαφορετικές αδιαφάνειες, παρουσιάζεται το άτομο του υδρογόνου σε διάφορα επίπεδα και υιοθετούνται διαφορετικές τιμές για τη θερμοκρασία (που θεωρείται ομοιόμορφη), ώστε τα αποτελέσματα να μην είναι άμεσα συγκρίσιμα. Το πρόβλημα του προσδιορισμού της συνάρτησης πηγής σε κάθε σημείο του περιβλήματος έχει αντιμετωπιστεί προσεγγιστικά και ουσιαστικά έχουν μελετηθεί οι διάφορες φυσικές διαδικασίες με τις οποίες η αστρική ακτινοβολία διαδίδεται στο περίβλημα.

Το κινούμενο περίβλημα

Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, οι ταχύτητες που παρατηρούμε στην ορατή περιοχή του φάσματος είναι πολύ μικρότερες από την ταχύτητα διαφυγής στην επιφάνεια του αστέρα. Όμως, γενικά, είναι μεγαλύτερες από τη θερμική ταχύτητα και έτσι δεν μπορούμε να αγνοήσουμε τα χαρακτηριστικά τους. Σε μια τέτοια περίπτωση, το πεδίο ακτινοβολίας στις γραμμές εξαρτάται κυρίως από το πεδίο ταχυτήτων στο περίβλημα. Ο Rottenberg (1952) μελέτησε τις επιδράσεις του φαινομένου Doppler στη λύση της εξίσωσης διάδοσης στις γραμμές, με σκοπό να υπολογίσει τα περιγράμματα των γραμμών στους αστέρες τύπου PCygni. Μελέτησε την επίδραση της μεταβολής της συχνότητας στην ακτινοβολία, στην περίπτωση όπου ο αστέρας περιβάλλεται από ένα γεωμετρικά λεπτό σύστημα διαστελλόμενων περιβλημάτων.

Ο Sobolev (1947, 1957) έδειξε ότι σε μια κινούμενη ατμόσφαιρα, όπου η βαθμίδα της ταχύτητας είναι μεγάλη, η αντιμετώπιση του προβλήματος της διάδοσης είναι πιο απλή, γιατί το μέσο τείνει να γίνει οπτικά λεπτό λόγω του φαινομένου απώλειας ύλης. Η εφαρμογή της μεθόδου του ενδείκνυται σε αστέρες με γραμμές εκπομπής, και κυρίως στους αστέρες φασματικού τύπου Be, αφού η τιμή της κλίσης της ταχύτητας είναι μεγάλη στη διεύθυνση παρατήρησης, είτε η κίνηση του περιβλήματος είναι περιστροφή είτε διαστολή ή συνδυασμός και των δύο.

Οι παρατηρούμενες «μειώσεις Balmer» (οι εντάσεις των γραμμών εκπομπής Balmer κανονικοποιημένες ως προς την ένταση της γραμμής εκπομπής Hβ) και οι μειώσεις που υπολογίζονται από τη μέθοδο του Sobolev συμφωνούν, ενώ οι παρατηρούμενες τιμές δεν συμφωνούν με τις μειώσεις που υπολογίζονται

www.diavlos.gr

από τον Kogure (1967) στη στατική περίπτωση (Briot 1971). Είναι πιθανό, με τη μέθοδο του Sobolev, να υπολογίζεται το μεγάλο εύρος των μειώσεων Balmer που παρατηρούνται στους αστέρες φασματικού τύπου Be, δίνοντας διαφορετικές τιμές στην κλίση της ταχύτητας στο περίβλημα.

Για να υπολογιστούν τα περιγράμματα, η γεωμετρία του περιβλήματος και η ικανότητα εκπομπής συναρτήσει του βάθους αντιμετωπίζονται με adhoc μέθοδο. Όπως έχουμε αναφέρει, δεν υπάρχει καμιά θεωρία, η οποία να μας επιτρέπει να καθορίσουμε την κατανομή πυκνότητας στο περίβλημα. Καθορίζεται από το adhoc πεδίο ταχυτήτων, με την εισαγωγή της υπόθεσης διατήρησης της ακτινικής ροής μάζας. Αρχικά, υποθέτουμε ένα πεδίο ταχυτήτων, το οποίο στη συνέχεια βελτιώνεται συνεχώς μέχρι να επέλθει συμφωνία μεταξύ παρατηρούμενων και υπολογισμένων περιγραμμάτων.

Σύμφωνα με την Doazan (1982),ο καθορισμός του πεδίου ταχυτήτων δίνει τη δυνατότητα να ορίσουμε επιφάνειες ίδιας ακτινικής ταχύτητας, που εκπέμπουν φωτόνια ίδιας συχνότητας στην ακτίνα παρατήρησης. Δεν υπάρχει αντιστοίχηση ένα προς ένα μεταξύ της εκπεμπόμενης ακτινοβολίας, σε μια δεδομένη συχνότητα, και του βάθους από το οποίο γίνεται η εκπομπή. Έτσι, δεν είναι δυνατό να εξάγουμε την εξάρτηση του βάθους από την πυκνότητα αναλύοντας το παρατηρούμενο περίγραμμα. Αυτό σημαίνει ότι μπορούμε να πάρουμε το ίδιο περίγραμμα από διαφορετικές κατανομές ταχυτήτων και επομένως από διαφορετικές κατανομές πυκνότητας. Δηλαδή το μοντέλο που κατασκευάζεται για να ερμηνεύσει το περίγραμμα μιας γραμμής που δημιουργείται στο περίβλημα, δεν θα είναι μοναδικό. Για να περιορίσουμε την αυθαιρεσία του μοντέλου, προσπαθούμε να συγκρίνουμε ταυτόχρονα το μεγαλύτερο δυνατό πλήθος υπολογισμένων φασματικών χαρακτηριστικών με τα αντίστοιχα των παρατηρούμενων φασμάτων.

Παρ' όλα τα μειονεκτήματά της, η μέθοδος Sobolev (1947, 1957) ή αλλιώς μέθοδος πιθανότητας διαφυγής (EPM, EscapeProbabilityMethod), έχει χρησιμοποιηθεί ευρύτατα για την αντιμετώπιση του προβλήματος της διάδοσης στις περιπτώσεις όπου, για το επιλεγμένο πεδίο ταχυτήτων, η ακτίνα παρατήρησης τέμνει τις επιφάνειες ίδιας ακτινικής ταχύτητας μόνο σε ένα σημείο. Αυτή είναι η περίπτωση της διαστολής που δεν συνδέεται με την περιστροφή. Για μια τέτοια κατάσταση ο Rublev (1961, 1964) έδειξε ότι είναι πιθανό να πάρουμε μια πολύ μεγάλη ποικιλία περιγραμμάτων, μεταβάλλοντας τις κατάλληλες παραμέτρους. Όταν, όμως, η περιστροφή συνδέεται με τη διαστολή ή συστολή, όπως υποθέτουμε ότι συμβαίνει στην περίπτωση των αστέρων φασματικού τύπου Be, τότε η ακτίνα παρατήρησης τέμνει τις επιφάνειες ίδιας ακτινικής ταχύτητας σε περισσότερα από ένα σημεία. Σ' αυτή την περίπτωση, η επίδραση της ακτινοβολίας στις διάφορες περιοχές του περιβλήματος μπορεί να έχει σημαντικές επιπτώσεις στην εμφανιζόμενη ροή (Noerdlinger & Rybicki 1974, Surdej 1977).

Ad hoc μοντέλα για τους αστέρες φασματικού τύπου Be

Από τη στιγμή που δεν έχει βρεθεί ακόμα λύση για το υδροδυναμικό πρόβλημα του σχηματισμού του περιβλήματος, όλα τα μοντέλα των αστέρων φασματικού τύπου Be είναι adhoc. Έτσι, δεν μπορεί να είναι δεδομένη η αλήθεια τους. Γι' αυτό πρέπει να έχουμε υπόψη μας την αυθαίρετη φύση κάποιων υποθέσεων στις οποίες βασίζεται η κατασκευή τους και δεν μπορούμε να περιμένουμε από ένα τέτοιο μοντέλο να μπορεί να περιγράψει επακριβώς έναν πραγματικό αστέρα.

www.klaviosbooks.gr

Υπάρχει ένας μεγάλος αριθμός μοντέλων αστέρων φασματικού τύπου Be, τα οποία μπορούν να ταξινομηθούν σε δύο κατηγορίες:

1. Μοντέλα στα οποία το περίβλημα σχηματίζεται από τον αστρικό άνεμο.
2. Διπλά μοντέλα στα οποία το περίβλημα παράγεται από μεταφορά μάζας σε ένα διπλό σύστημα, όπου ο συνοδός αστέρας γεμίζει την εσωτερική λαγκρανζιανή του επιφάνεια.

Πρέπει, ακόμη, να συμπεριλάβουμε τα μοντέλα με στατικό περίβλημα που έχουν αναπτυχθεί από τον Kogure (1969) σύμφωνα με τις ιδέες του Miyamoto (1950), καθώς επίσης και το μοντέλο ελλειπτικού δακτυλίου που αναπτύχθηκε από τους Huang (1972, 1973, 1977, 1978) και Albert & Huang (1974), για να εξηγήσουν κυρίως τις μεταβολές V/R. Τέλος, αναφέρουμε μια σειρά μοντέλων, τα οποία κατασκευάστηκαν για να ερμηνεύσουν ένα πιο περιορισμένο αριθμό παρατηρήσεων, όπως την πόλωση ή την υπέρυθρη υπεροχή (IRexcess). Αυτά τα μοντέλα έδωσαν στην πραγματικότητα τις πρώτες φυσικές εξηγήσεις αυτών των φαινομένων, τις οποίες έχουν συμπεριλάβει τα πιο ολοκληρωμένα adhoc μοντέλα.

Τα μοντέλα αστρικού ανέμου διαφέρουν μεταξύ τους κυρίως στις adhoc καταστάσεις που έχουν υιοθετήσει, λόγω της απουσίας λύσης του υδροδυναμικού προβλήματος, και στις μεθόδους που χρησιμοποιούν για να καθορίσουν την κατάσταση ιονισμού στο περίβλημα και στα παρατηρούμενα περιγράμματα. Υπενθυμίζουμε ότι αυτά τα μοντέλα κατασκευάστηκαν με σκοπό να αναπαραστήσουν μόνο τις παρατηρήσεις στην ορατή και υπέρυθρη περιοχή με τις οποίες συμφωνούν τα υπολογισμένα, μ' αυτό τον τρόπο, φασματικά χαρακτηριστικά. Η συμφωνία αυτή εξηγείται από το μεγάλο αριθμό ελεύθερων παραμέτρων που μπορούν να εισαχθούν αυθαίρετα. Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, τα ίδια φασματικά χαρακτηριστικά μπορούν να αναπαραχθούν από διαφορετικά μοντέλα, με αποτέλεσμα να μην υπάρχει μοναδική λύση στο πρόβλημα. Επομένως, δεν είναι παράξενο το γεγονός ότι διάφορα και διαφορετικά μοντέλα που έχουν κατασκευαστεί υπό διαφορετικές συνθήκες μπορούν να δώσουν παρόμοια αποτελέσματα. Πρέπει ακόμη να σημειώσουμε, ότι κανένα από αυτά τα μοντέλα δεν είναι ικανό να ερμηνεύσει τις παρατηρήσεις στην υπεριώδη περιοχή χωρίς σημαντικές τροποποιήσεις και σημαντικές αντιφάσεις.

Τα μοντέλα αστρικού ανέμου δεν διαφέρουν μόνο στις adhoc καταστάσεις και τις χρησιμοποιούμενες μεθόδους, αλλά και σε ένα πλήθος παρατηρησιακών χαρακτηριστικών που ερμηνεύουν και αναπαράγουν αριθμητικά. Μεταξύ αυτών, τα μοντέλα που αναπτύχθηκαν από τους Marlborough (1969) και Poeckert & Marlborough (1978), ακολουθώντας τις αρχικές ιδέες του Limber (1964, 1967, 1969), είναι μετά βεβαιότητας αυτά που αναπαράγουν το μεγαλύτερο αριθμό παρατηρησιακών χαρακτηριστικών. Πρέπει, βεβαίως, να αναφέρουμε και το μοντέλο της Doazan (1965), που ήταν το πρώτο το οποίο βασίστηκε στη μέθοδο του Sobolev (1947, 1957). Θεωρεί δύο διαφορετικούς νόμους ταχυτήτων για να αναπαράγει το περίγραμμα της Hα στον αστέρα HD 50138: στον ένα νόμο η ταχύτητα μειώνεται προς τα έξω και στον άλλο η ταχύτητα αρχίζει να αυξάνει μεταξύ $1R_*$ και $2R_*$ ενώ στη συνέχεια μειώνεται. Τέλος, το μοντέλο του Hutchings (1970a, b, 1971) δέχεται ένα νόμο αυξανόμενης, προς τα έξω, ταχύτητας και χρησιμοποιεί πληθυσμούς υπολογισμένους από τους Baker & Menzel (1938) με κάποιες τροποποιήσεις.

www.physicsbooks.gr

Το μοντέλο Doazan – Thomas για την ατμοσφαιρική δομή των αστέρων φασματικού τύπου Be

Ιστορική αναδρομή

Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, έχουν γίνει δύο προσεγγίσεις για τη δομή των εξώτερων ατμοσφαιρών των αστέρων φασματικού τύπου Be από τον Struve(1931a, b, 1942) που βασίζονται σε παρατηρήσεις του ορατού φάσματος. Η πρώτη, εστιάζει μόνο στους αστέρες φασματικού τύπου Be και, υποθέτοντας τις αιτίες που δημιουργούν μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα, επιβάλλει μια συγκεκριμένη γεωμετρία για την πρότυπη ατμόσφαιρα. Η δεύτερη, εκτός των αστέρων φασματικού τύπου Be, συμπεριέλαβε και αστέρες με παρόμοιες γραμμές εκπομπής και έθεσε τον προβληματισμό για το πώς θα μπορούσε να είναι μια πρότυπη ατμόσφαιρα για όλους αυτούς τους αστέρες. Έγιναν κάποιες προσπάθειες για την προσαρμογή του πρώτου μοντέλου σε δεδομένα του μακρινού υπεριώδους, των ακτίνων - Χ, του μακρινού υπέρυθρου και των ραδιοκυμάτων. Για το δεύτερο μοντέλο δεν έγινε κάτι τέτοιο, αφού οι διαφορές μεταξύ των αστέρων παρόμοιων τύπων ήταν περισσότερες από τις ομοιότητες. Έγινε και μια τρίτη προσέγγιση για να καθιερωθεί εμπειρικά μια πρότυπη ατμόσφαιρα: μια σύγκριση μεταξύ ιδιόμορφων και κανονικών αστέρων, υποθέτοντας ότι η κύρια διαφορά έγκειται στο εύρος των τιμών των μη θερμικών φαινομένων. Η Doazan (1982) βασίστηκε στη δεύτερη προσέγγιση του Stuve για τους αστέρες φασματικού τύπου Be και παρόμοιους αστέρες, εξετάζοντας όλα τα δεδομένα, μετά την πρόταση του Struve, και θεώρησε ότι οι διαφορές μεταξύ των αστέρων Be και των παρόμοιων αστέρων είναι όμοιες με αυτές μεταξύ των κανονικών και ιδιόμορφων αστέρων. Ως εκ τούτου, η διαφοροποίηση προκύπτει από διαφορές στο μέγεθος, στις χρονικές κλίμακες και σε άλλα χαρακτηριστικά των μη θερμικών ιδιοτήτων των αστέρων που παρουσιάζουν τέτοια φαινόμενα.

Πρότυπη ατμόσφαιρα Ι του Struve: Μόνο για τους αστέρες φασματικού τύπου Be

Σε αυτό το μοντέλο ο Struve (1931a, b) θεωρεί ότι μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα αντιστοιχεί απλώς στο χώρο που καταλαμβάνει το υλικό που έχει εκτιναχθεί από το επίπεδο του ισημερινού, λόγω του γεγονότος ότι η ταχύτητα περιστροφής του αστέρα έχει τιμή πολύ κοντά στην ταχύτητα διαφυγής της φωτόσφαιρας. Ο Struve θεώρησε ότι η εκροή υλικού έγινε σε μία φάση και σχημάτισε ένα δακτύλιο στον ισημερινό παρόμοιο με αυτό των πλανητών. Σύμφωνα με αυτό το μοντέλο, η εκροή υλικού θεωρείται ότι είναι συνεχής και προέρχεται από υποατμοσφαιρικά στρώματα, τη χρονική περίοδο κατά την οποία η αστρική εξέλιξη δίνει στην ταχύτητα περιστροφής την κρίσιμη τιμή, καταλήγοντας σε έναν ασταθή σχηματισμό.

Πρώτα απ’ όλα, τα βασικά δεδομένα είναι οι παρατηρήσεις των γραμμών εκπομπής και η εξήγησή τους, όπως απαιτείται από μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα. Στη συνέχεια, επίσης βασική, είναι η μορφή σε σχήμα δίσκου των γραμμών απορρόφησης του HeI, οι οποίες υποδηλώνουν γρήγορη περιστροφή και η εμφάνιση γραμμών εκπομπής μεγάλου εύρους, οι οποίες συνοδεύουν γραμμές απορρόφησης HeI επίσης μεγάλου εύρους. Στην αρχή θεωρήθηκε ότι τα εύρη των γραμμών εκπομπής καθορίζονται από την περιστροφή και έτσι η προέλευση της γραμμής αποδόθηκε στον ισημερινό δίσκο. Παρ’ όλα αυτά, τέτοιες σχέσεις ανάμεσα στα εύρη των γραμμών απορρόφησης και εκπομπής αποτελούν γενικές

www.diavlosbooks.gr

τάσεις και όχι αυστηρούς συσχετισμούς, αν λάβουμε υπόψη μας την παρατηρούμενη μεταβλητότητα στα εύρη των γραμμών ενός αστέρα φασματικού τύπου Be και τις διαφορές μεταξύ αστέρων που έχουν την ίδια Vsini. Μια απλή επεξεργασία του μοντέλου περιστροφής του ισημερινού δακτυλίου, σύμφωνα με τις απαιτήσεις των Gerasimović (1934) και Limber (1964, 1967, 1969, 1974, 1976) για ροή προς τα έξω από τον ισημερινό, οδήγησε στο συμπέρασμα ότι οι γραμμές εκπομπής δεν σχηματίζονται απαραίτητα μόνο λόγω περιστροφής. Σε μια τέτοια πρότυπη ατμόσφαιρα, όλα τα ασυνήθιστα, μη θερμικά χαρακτηριστικά αποδόθηκαν στον ισημερινό δίσκο και θεωρήθηκε ότι προκύπτουν μόνο από μια αστάθεια λόγω της κρίσιμης περιστροφής του αστέρα. Τα βασικά χαρακτηριστικά αυτού του μοντέλου είναι ότι εστιάζει μόνο στους αστέρες φασματικού τύπου Be και βασίζεται εξ ολοκλήρου σε μια περιστροφική αστάθεια. Δεν έχει σημασία αν το μοντέλο θεωρεί εκροή υλικού σε μία μόνο φάση (Struve) ή συνεχή (Limber). Αυτό που έχει σημασία είναι να μπορεί να συμπεριληφθεί η μεταβλητότητα, κάτι που γίνεται στην εκδοχή του Limber αλλά όχι του Struve. Οι παρατηρήσεις στο μακρινό υπεριώδες δίνουν ταχύτητες μεγαλύτερες της ταχύτητας διαφυγής σε pole-on, αλλά και σε equator-on αστέρες, και η απουσία οποιουδήποτε συσχετισμού μεταξύ της τιμής της ταχύτητας διαστολής και της Vsini για άλλους αστέρες έρχεται σε αντίθεση με αυτό το μοντέλο.

Η καινοτομία στο μοντέλο του Limber ήταν ότι απέδωσε την εκτεταμένη ατμόσφαιρα, που απαιτείται από τις γραμμές εκπομπής, σε μια συνεχή ροή μάζας από τον αστέρα, ίση με τη ροή που προκαλείται αποκλειστικά από μια μη θερμική αστάθεια και δομή των υποατμοσφαιρικών στρωμάτων. Ακόμη, το μοντέλο του Limber δίνει έμφαση στην ανάγκη ύπαρξης μεταβλητής ροής μάζας και επομένως μεταβλητής δομής των υποατμοσφαιρικών στρωμάτων.

Όσον αφορά τη θερμική και φασματοσκοπική κατάσταση της εξώτερης ατμόσφαιρας, ασχολούμαστε κυρίως με τις γραμμές Balmer και τις γραμμές του FeII. Μελετώντας αυτές τις γραμμές παρατηρούμε ότι στους αστέρες φασματικού τύπου B οι γραμμές υδρογόνου παρουσιάζουν ισχυρή απορρόφηση, με την ένταση να μειώνεται από τους αστέρες φασματικού τύπου B9 προς τους B0. Το μέγιστο της έντασης παρατηρείται σε αστέρες A0-A2. Οι γραμμές του FeII δεν παρατηρούνται, παρά μόνο σε αστέρες μεταγενέστερους του φασματικού τύπου A0. Επομένως, όταν παρατηρούμε ισχυρές γραμμές εκπομπής υδρογόνου στους αστέρες φασματικού τύπου Be, δεν μπορούμε να θεωρήσουμε ότι η εκπομπή είναι αποτέλεσμα του υπεριονισμού σε μια χρωμοσφαιρική περιοχή θερμότερη της φωτόσφαιρας. Μια τέτοια ερμηνεία ίσως ταιριάζει σε κάποιες από τις γραμμές εκπομπής Balmer στους αστέρες TTauri και στις συνιστώσες εκπομπής CaII του Ήλιου. Όμως, στους αστέρες φασματικού τύπου Be, τέτοιες γραμμές εκπομπής Balmer υποδεικνύουν απλώς μια μεγάλη ατμοσφαιρική περιοχή σε σχέση με τη φωτόσφαιρα, η οποία παράγει το γειτονικό συνεχές. Βεβαίως, αν η έκταση της ατμόσφαιρας θεωρείται μια ελεύθερη παράμετρος, οι γραμμές εκπομπής Balmer δεν αρκούν για να εκτιμηθεί ούτε η τιμή της T_e, ούτε ο μηχανισμός διέγερσης σ' αυτές τις εκτεταμένες εξωφωτοσφαιρικές ατμοσφαιρικές περιοχές.

Οι οξείς και βαθείς πυρήνες των γραμμών απορρόφησης Balmer και των απλώς ιονισμένων μετάλλων, που καθορίζουν τη φάση Be, μοιάζουν πολύ με τις γραμμές στο φάσμα του υπεργίγαντα α Cyg, φασματικού τύπου A2. Αυτή η ομοιότητα οδήγησε κάποιους μελετητές να υποθέσουν ότι σε οποιαδήποτε ατμοσφαιρική περιοχή στην οποία παράγονται αυτά τα φασματικά χαρακτηριστικά, η T_e πρέπει να παίρνει τιμές κοντά στους 10^4 K του αστέρα α Cyg και όχι τιμές $2 \cdot 10^4$ K των φωτοσφαιρών τύπου B. Ακόμη, οι συγκεντρώσεις των

www.diavlos.gr

σωματιδίων μοιάζουν περισσότερο με αυτές των υπεργιγάντων, παρά με τις αντίστοιχες των φωτοσφαιρών των αστέρων της Κυρίας Ακολουθίας. Τέλος, αυτές οι περιοχές είναι πιο έξω από εκείνες που παράγουν τις πτέρυγες εκπομπής.

Οι γραμμές του FeII, οι οποίες εμφανίζουν συχνά εκπομπή στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be και οξείς και βαθείς πυρήνες απορρόφησης, είναι μια ακόμη απόδειξη για την τιμή της $T_e \approx 10^4$ K σε περιοχές όπου συγκεντρώνονται τέτοια ιόντα. Σε μερικά φάσματα Be, τα εύρη των γραμμών απορρόφησης στενεύουν προοδευτικά αρχίζοντας από τις επιτρεπόμενες γραμμές του HeI προς τις γραμμές του SiII και του MgII μέχρι τις γραμμές του FeII και τελικά στους πυρήνες των γραμμών Balmer και του HeI στα 3965 Å. Αν χρησιμοποιήσουμε τέτοια εύρη γραμμών για να μετρήσουμε την ταχύτητα περιστροφής, όπως έκανε ο Struve (1931a, b), υποθέσουμε ότι αυτή η ταχύτητα μειώνεται προς τα έξω και θεωρήσουμε σταθερή στροφορμή, τότε οι γραμμές του FeII παράγονται αρκετά μακριά, σχεδόν στην περιοχή που παράγονται και οι πυρήνες απορρόφησης των γραμμών Balmer και του HeI στα 3965 Å. Χρησιμοποιώντας τις εκτιμήσεις του Struve για τον παράγοντα εξασθένησης της γραμμής του He I στα 3965 Å (W≈0,1) και τις διάφορες εκτιμήσεις για την ακτίνα των περιοχών σχηματισμού των γραμμών εκπομπής Balmer, καταλήγουμε στο συμπέρασμα ότι αυτές οι περιοχές χαμηλής θερμοκρασίας βρίσκονται σε απόσταση τουλάχιστον 3-5 αστρικών ακτίνων.

Ως εκ τούτου, για να σχηματιστούν οι γραμμές εκπομπής Balmer στους αστέρες φασματικού τύπου Be, πρέπει να υπάρχει μια εκτεταμένη εξώτερη ατμοσφαιρική περιοχή. Το φάσμα τύπου Be υποδηλώνει ότι η T_e έχει μειωθεί κατά έναν παράγοντα 2 στην ακόμα χαμηλότερης πυκνότητας περιοχή, όπου παράγονται οι στενοί πυρήνες απορρόφησης. Οι απαγορευμένες γραμμές χαμηλής διέγερσης που παρατηρούνται στα Bep φάσματα απαιτούν περαιτέρω μείωση της T_e στις περιοχές που μειώνεται η πυκνότητα. Έτσι, στην ακτινική κατανομή της T_e και της διέγερσης και του ιονισμού, που απαιτεί το μοντέλο του Struve, φαίνεται ότι δεν υπάρχει χώρος για θερμότερες περιοχές, τουλάχιστον μέχρι την απόσταση των 5 αστρικών ακτίνων πάνω από τη φωτόσφαιρα. Γι' αυτό το λόγο, τα adhoc μοντέλα, που στηρίζονται στην πρότυπη ατμόσφαιρα I του Struve (1931a, b), προσπαθούν να ερμηνεύσουν τις υπεριονισμένες περιοχές, θεωρώντας ότι αυτές βρίσκονται μόνο στην πολική διεύθυνση.

Πρότυπη ατμόσφαιρα II του Struve: Οι Be και παρόμοιοι αστέρες

Αυτή ήταν η πρώτη προσπάθεια να χρησιμοποιηθούν όλα τα διαθέσιμα παρατηρησιακά δεδομένα των αστέρων τύπου Be και παρόμοιων θερμών, ιδιόμορφων αστέρων, με κύριο στόχο να βρεθεί πώς θα μπορούσε να είναι μια πρότυπη εξώτερη ατμόσφαιρα, η οποία να ανταποκρίνεται σε όλους αυτούς τους αστέρες. Σημαντικό σ' αυτή την προσπάθεια ήταν ότι ο Struve (1942) δεν συμπεριέλαβε τις διαφορές μεταξύ θερμών και ψυχρών αστέρων.

Το κύριο μέλημα του Struve (1942) σ' αυτή του την προσπάθεια ήταν να απαλείψει τις ατέλειες του μοντέλου. Δηλαδή, συμπεριέλαβε τη μεταβλητότητα των γραμμών εκπομπής την οποία θεώρησε ως το βασικό χαρακτηριστικό των υπό μελέτη αστέρων αντί για την περιστροφή και προσδιόρισε τους ακραίους αστέρες βάσει των παρατηρούμενων φασματικών σχηματισμών. Δηλαδή, θεώρησε ότι υπάρχουν κάποια χαρακτηριστικά που είναι ασθενή, κάποια ισχυρά και κάποια άλλα που διαφέρουν ανάλογα με την εποχή παρατήρησης. Έτσι, εκτός από τη μεταβλητότητα έχουμε και τη βαθμιαία μεταβολή της έντασης των ιδιόμορφων φασματικών χαρακτηριστικών, που εντοπίστηκαν στους αστέρες φασματικού

www.diamosbooks.gr

τύπου Be και εφαρμόζονται πλέον σε όλους αυτούς τους αστέρες. Αν κατανοήσουμε ότι υπάρχουν διάφοροι τύποι φασματικών σχηματισμών, μπορούμε να καταλάβουμε ότι η εμφάνιση κάποιων αστέρων σε διαφορετικούς φασματικούς τύπους, σε διάφορες εποχές δεν οφείλεται μόνο στην προβληματική ταξινόμηση. Για παράδειγμα ο αστέρας ZAnd έχει αντιμετωπιστεί ως καινοφανής, Be, Bp και συμβιωτικός αστέρας, ενώ σε διάφορες εποχές και ο P Cyg θεωρήθηκε αρχικά καινοφανής, ο οποίος σήμερα αντιμετωπίζεται σαν ένας ακραίος αστέρας – ίσως το μοναδικό παράδειγμα – του τύπου των υπεργιγάντων, που παρουσιάζει πολύ μεγάλες ταχύτητες στο ορατό, οι οποίες όμως μετρούνται μόνο στο μακρινό υπεριώδες. Ακόμη, ενώ η εξώτερη ατμόσφαιρα σκιάζει πάντα τη φωτόσφαιρα, μέχρι κάποιο βαθμό, φαίνεται ότι σ' αυτούς τους ιδιόμορφους αστέρες, η σκίαση μπορεί να είναι τόσο μεγάλη ώστε επέρχεται μια σύγχυση, που οφείλεται στην επίδραση της εξώτερης ατμόσφαιρας, στην ταξινόμηση MK (Morgan & Keenan 1973) που αναφέρεται στη φωτόσφαιρα στους κανονικούς αστέρες.

Το μεγάλο εύρος των εντάσεων και των περιγραμμάτων των γραμμών εκπομπής Balmer κατά τις φάσεις Be και κυρίως Bp, οδήγησαν τον Beals (1939) να κατασκευάσει μια ακολουθία ταξινόμησης τέτοιων περιγραμμάτων κατά μήκος των αστέρων φασματικού τύπου Be από τον υπεργίγαντα α Cyg μέχρι τους υπεργίγαντες τύπου PCygni. Η ακολουθία αυτή περιέχει τους αστέρες Be, τους Bp καθώς και τους συμβιωτικούς αστέρες. Στο ένα άκρο της ακολουθίας βλέπουμε τις στατικές, οξείες και βαθιές γραμμές καθαρής απορρόφησης του α Cyg, με τις οποίες μοιάζουν οι οξείς πυρήνες κάποιων γραμμών των φασμάτων τύπου Be και στο άλλο άκρο, τα κινηματικά περιγράμματα PCygni που μοιάζουν αρκετά με τα αντίστοιχα των φασμάτων των αστέρων τύπου Wolf-Rayet, των Be, των Bp και των συμβιωτικών αστέρων. Με τη συνήθη ερμηνεία του κλασικού περιγράμματος PCygni με όρους μιας διαστελλόμενης ατμόσφαιρας, για κάποιες από αυτές τις εκτεταμένες εξωτερικές ατμοσφαιρικές περιοχές, αυτή η ακολουθία ταξινόμησης υπονοεί και έναν δυναμικό χαρακτήρα με τάσεις διαστολής, παρά έναν στατικό. Πρέπει να σημειώσουμε ότι σ' αυτές τις πρότυπες ατμόσφαιρες, οι ταχύτητες διαστολής που προέκυψαν από τα κλασικά περιγράμματα P Cygni στο ορατό, του ίδιου του PCyg, ήταν μεγαλύτερες από τις αντίστοιχες οποιουδήποτε άλλου αστέρα, εκτός των αστέρων τύπου Wolf-Rayet και των καινοφανών αστέρων, των οποίων οι ταχύτητες είναι της τάξης των 1.000 μέχρι 3.000 km/s. Ο αστέρας PCyg παρουσιάζει ταχύτητες μερικών εκατοντάδων km/s, ενώ οι αστέρες Be, οι Bp και οι συμβιωτικοί παρουσιάζουν ταχύτητες της τάξης των 100 km/s.

Οι αστέρες φασματικού τύπου Be έχουν περιγραφεί και ως μικρά πλανητικά νεφελώματα. Μια τέτοια περιγραφή υπονοεί μια αξιοσημείωτη περιοχή γύρω από τον αστέρα που δεν συνεισφέρει στο ορατό φάσμα. Οπτικά, πρόκειται για μια «οπή» γύρω από τον αστέρα, που είτε είναι πραγματικά μια οπή ή μια περιοχή τόσο θερμή ή τόσο ψυχρή ώστε να είναι αόρατη σ' αυτή τη φασματική περιοχή. Γύρω από την «οπή» υπάρχει το νεφέλωμα που παράγει τις γραμμές εκπομπής Balmer και τις – χαμηλής διέγερσης – απαγορευμένες γραμμές εκπομπής. Αρχικά, θεωρήθηκε ότι πρόκειται για πραγματική οπή, με αποτέλεσμα τα ίδια τα νεφελώματα να ταξινομηθούν ανάμεσα στα φαινόμενα του μεσοαστρικού υλικού. Αργότερα, όμως, η «οπή» θεωρήθηκε σαν μια ιδιαίτερα εκτεταμένη περιοχή ενός ακόμα θερμότερου (άνω των 10^5 K) κεντρικού αστέρα. Πιθανότατα, πρόκειται για μια ιδιαίτερα εκτεταμένη χρωμοσφαιρική - στεμματική περιοχή ενός αντικειμένου που μοιάζει με έναν κεντρικό αστέρα τύπου Wolf-Rayet.

www.diavlos.gr

Ο κύριος σύνδεσμος μεταξύ των αστέρων αυτής της ευρείας ομάδας, για τους οποίους ο Struve (1942) θέλησε να κατασκευάσει μια εμπειρική πρότυπη ατμόσφαιρα, είναι όλα τα κοινά χαρακτηριστικά που εμφανίζονται μεταξύ των αστέρων φασματικού τύπου Be, που φαίνεται να καθορίζουν όλους τους τύπους των εκτεταμένων ατμοσφαιρών. Αυτές οι εξωφωτοσφαιρικές περιοχές έχουν έκταση που μπορεί να είναι πολύ μικρή στη σχεδόν κανονική φάση Β ή πολύ μεγαλύτερη στη φάση Be και ακόμα μεγαλύτερη στους σχηματισμούς των αστέρων τύπου Bep, των καινοφανών και των πλανητικών νεφελωμάτων. Μια βασική ερώτηση είναι: πού οφείλεται αυτή η μεταβολή έκτασης; Οφείλεται στο μέγεθος της ροής μάζας σε μια συγκεκριμένη εποχή ή στο μέγεθός της σε μια συγκεκριμένη εποχή σε σχέση, όμως, με την αλληλεπίδρασή της με υλικό που εκτινάσσεται σε άλλες εποχές; Η αλληλεπίδραση μόνο με το μεσοαστρικό υλικό έχει ήδη απορριφθεί, γιατί θα έπρεπε να συμβαίνει πολύ μακριά από τον αστέρα.

Βεβαίως, ο Struve (1942) δεν υπονοεί ότι οποιοσδήποτε αστέρας μπορεί σε κάποια εποχή να παρουσιάσει οποιαδήποτε από τις φάσεις ή τους σχηματισμούς που βρίσκουμε σ' αυτή την ομάδα των «Be και παρόμοιων» αστέρων. Το βασικό μέλημα της προσπάθειας για ένα γενικό πρότυπο, προκειμένου να μελετηθεί η δομή της εξώτερης ατμόσφαιρας εκφράστηκε πολύ καλά το 1942 από τον Struve: *Κάποια από τα ιδιόμορφα φαινόμενα, που γενικά αποδίδονται σε μια λεπτή εξώτερη ατμόσφαιρα σε κάποιους αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου, δεν περιορίζονται μόνο σε κάποιους πολύ συγκεκριμένους αστέρες, αλλά, κατά πάσα πιθανότητα, είναι χαρακτηριστικά, τουλάχιστον σε κάποιο βαθμό, μιας πλειοψηφίας αστέρων σε κάποιες φάσεις της εξέλιξής τους*. Σε αυτό το σημείο ο Struve έφερε για παράδειγμα την ακολουθία που πρότεινε ο Beals (1939):Wolf-Rayet, PCyg, Be και α Cyg. Ο Struve τόνισε, ακόμη, ότι η λογική αυτής της δεύτερης προσπάθειας ήταν να εστιάσει στον καθορισμό του τι είναι αυτή η πρότυπη δομή, πριν ακόμη αναρωτηθούμε που οφείλεται. Γι' αυτό πρέπει να χρησιμοποιούμε το μεγαλύτερο δυνατό πλήθος δεδομένων.

Εκτός από τα παρατηρούμενα χαρακτηριστικά αυτών των αστέρων με εκτεταμένες ατμόσφαιρες, ο Struve εισήγαγε ως βασικό χαρακτηριστικό της πρότυπης ατμόσφαιρας, κάποια δυναμικά κριτήρια. Δηλαδή, κάποιες εκτεταμένες ατμόσφαιρες φαίνονται σχεδόν στατικές, με τις παρατηρούμενες ταχύτητες να είναι καθαρά υποθερμικές και κάποιες άλλες ατμόσφαιρες να εμφανίζουν δυναμικές ταχύτητες διαστολής καθαρά υπερθερμικές. Έτσι λοιπόν, ο Struve τόνισε ότι ο Ήλιος, που είναι ο αστέρας για τον οποίο, λόγω της θέσης του, έχουμε τις περισσότερες πληροφορίες για μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα, εμφανίζει έναν τέτοιο διαχωρισμό σε δύο περιοχές της εκτεταμένης ατμόσφαιρας. Η χαμηλότερη εξώτερη ατμόσφαιρα, η χρωμόσφαιρα, εμφανίζεται σχεδόν στατική, αν και η κλίμακα ύψους της εκπομπής της είναι έξι φορές μεγαλύτερη από την αντίστοιχη κλίμακα ύψους της φωτοσφαιρικής οριακής θερμοκρασίας που παρουσιάζει θερμική, υδροστατική ισορροπία. Αντιθέτως, η υψηλότερη περιοχή, το στέμμα, εμφανίζει δυναμική κατάσταση, συμπεριλαμβανομένης και της ροής προς τα έξω.

Μπορούμε πιο εύκολα να καταλάβουμε μια δυναμική επέκταση της χρωμόσφαιρας από μια στατική κατάσταση, εφαρμόζοντας ακτινοβολιακή ισορροπία. Οι περισσότεροι αστρονόμοι, που μελετούσαν τον Ήλιο πριν το 1942, θεωρούσαν ότι κάποιες τυχαίες ή στροβιλώδεις μακροσκοπικές κινήσεις στη χρωμόσφαιρα ήταν ικανές για να ερμηνεύσουν τη σχεδόν στατική αλλά επεκτεινόμενη φύση της. Οι McCrea (1928), Rosseland (1926), Unsöld (1942) πρότειναν διάφορα μοντέλα για μια τέτοια στροβιλώδη χρωμόσφαιρα. Ο Struve γνώριζε αυτό το πρόβλημα από τις μελέτες που έκαναν ο ίδιος και ο Elvey (Struve

www.diavlos-books.gr

& Elvey 1934) για τη διεύρυνση, όχι λόγω φαινομένου Stark, και από τα ανώμαλα εύρη των γραμμών των υπεργιγάντων. Για την ερμηνεία μιας τέτοιας διεύρυνσης προτάθηκε ένας στροβιλισμός, κάποιες φορές υπερθερμικός. Έτσι, ο Struve (1942) πρότεινε ένα μοντέλο, μελετώντας τα πολύ ιδιόμορφα φαινόμενα αυτών των θερμών ιδιόμορφων αστέρων, οι οποίοι παράγουν μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα. Η ψυχρή, σχεδόν στατική, αλλά στροβιλώδης χρωμόσφαιρα και το ψυχρό, αλλά δυναμικό στέμμα του Ήλιου θα ήταν η βάση του μοντέλου. Τα παρατηρούμενα χαρακτηριστικά των ιδιόμορφων, θερμών αστέρων θα βοηθούσαν την πιο λεπτομερή μελέτη. Πιθανότατα, οι λεπτομέρειες θα διέφεραν από αστέρα σε αστέρα και από εποχή σε εποχή για έναν δεδομένο αστέρα, αλλά τα κύρια χαρακτηριστικά που θα διαχώριζαν τους αστέρες μεταξύ τους, θα ήταν οι αδιαφάνειες της χρωμόσφαιρας και του στέμματος – οι στατικές και δυναμικές ατμοσφαιρικές συνιστώσες. Ο Struve (1942), σε μια πρώτη προσέγγιση, υπέθεσε ότι η πρότυπη ατμόσφαιρα παρουσίαζε σφαιρική συμμετρία, δηλαδή ότι η εξώτερη ατμόσφαιρα δεν εμφάνιζε προεξοχές όπως η φωτόσφαιρα. Πρότεινε ότι, ενώ οι φωτοσφαιρικές παράμετροι T_{eff} και g μεταβάλλονται σημαντικά από αστέρα σε αστέρα, θα μπορούσε να υπάρχει μια ομάδα εξώτερων ατμοσφαιρών, οι οποίες θα είχαν όλες την ίδια δομή και θα διαχωρίζονταν από διαφορετικές τιμές της αδιαφάνειας της χρωμόσφαιρας και του στέμματος καθώς και από την ταχύτητα του υλικού που εξωθείται προς τα έξω, πέρα από τον αστέρα.

Αυτό το μοντέλο για την ψυχρή χρωμόσφαιρα και το ψυχρό στέμμα των αστέρων φασματικού τύπου Be και των παρόμοιων αστέρων συμφωνούσε αρκετά, αλλά όχι πλήρως, με το βασικό χαρακτηρισμό που του έδωσε ο Struve (1942), ότι, δηλαδή, πρέπει πρώτα να βρούμε εμπειρικά τι υπάρχει εκεί πριν αναζητήσουμε την αιτία. Το πρόβλημα ήταν ότι ο βασικός χαρακτηρισμός της *ψυχρής* χρωμόσφαιρας και του *ψυχρού* στέμματος ήταν εμπειρικός και βασιζόταν στον υποϊονισμό στο ορατό. Ο μόνιμος περιορισμός της υδροστατικής ισορροπίας απορρίφθηκε, λόγω παρατηρησιακής αναγκαιότητας. Η ακτινοβολιακή ισορροπία δεν απορρίφθηκε, λόγω της παράλειψης κάποιων παρατηρησιακών δεδομένων και της θερμοδυναμικής συμφωνίας με το είδος και το μέγεθος των αρχικών υποθέσεων από την υδροστατική ισορροπία. Παρ' όλα αυτά, η γραμμή του OVI στους αστέρες τύπου Wolf-Rayet στο τέλος της ακολουθίας Beals (1939) και οι στεμματικές γραμμές στους καινοφανείς και στους συμβιωτικούς αστέρες, ήταν τα υπεριονισμένα φαινόμενα που υπονοούσαν ότι δεν θα έπρεπε να έχει συμπεριληφθεί η ακτινοβολιακή ισορροπία. Η θερμοδυναμική παράλειψη οδήγησε στην παραδοχή των στροβιλωδών στοιχείων και της ακύρωσης της ακτινοβολιακής ισορροπίας. Δηλαδή, όπως η περιστροφή από μόνη της και η ακτινοβολιακή ισορροπία ήταν η αδυναμία της ιδέας για συγκέντρωση στον ισημερινό, έτσι και η ακτινοβολιακή ισορροπία και ο στροβιλισμός στη χρωμόσφαιρα ήταν η αδυναμία της ιδέας της ψυχρής χρωμόσφαιρας και του ψυχρού στέμματος.

Αυτές οι αδυναμίες μείωσαν το ενδιαφέρον, που θα έπρεπε τουλάχιστον να συντηρηθεί, για τις εξώτερες ατμοσφαιρικές περιοχές (χρωμόσφαιρα, στέμμα και μεταστεμματικές περιοχές) των αστέρων φασματικού τύπου Be και των παρόμοιων αστέρων. Η αναγνώριση των ηλιακών στεμματικών γραμμών, που εμφανίζονταν και σε άλλους αστέρες, από τον Edlen (1942), ως υπεριονισμένες και η παρατήρηση του Redman (1942) ότι τα εύρη των ηλιακών χρωμοσφαιρικών γραμμών ήταν κυρίως θερμικά, έδειξαν ότι οι μεγάλες χρωμοσφαιρικές κλίμακες ύψους ήταν θερμικές και δεν οφείλονταν σε στροβιλισμό. Η χρωμοσφαιρική, σχεδόν στατική θερμική διαστολή τοποθετήθηκε σε μια πολύ σταθερή βάση,

www.physicsbooks.gr

διαχωρίζοντας τα χαρακτηριστικά της αυτοαπορρόφησης και της θερμικής διεύρυνσης, από τους Thomas & Athay (1961), από την ηλιακή έκλειψη του 1952. Κάτι τέτοιο είναι πολύ σημαντικό, καθώς θέτει τη βάση για έναν εμπειρικό καθορισμό των περιοχών της ηλιακής εξώτερης ατμόσφαιρας, των οποίων η επέκταση οφείλεται αποκλειστικά σε θερμικά φαινόμενα και όχι στην ακτινοβολιακή ισορροπία, και των περιοχών που παρουσιάζουν μη θερμική δυναμική επέκταση. Στην πραγματικότητα, μια τέτοια εμπειρική προσέγγιση διαχωρίζει τις περιοχές, όπου η ατμοσφαιρική διαστολή καθορίζεται μόνο από μια μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή, από τις περιοχές, όπου ο καθορισμός αυτός γίνεται από μια ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή σε συνδυασμό με ροή μάζας.

Με παρατηρήσεις στο μακρινό υπεριώδες από το διάστημα και την ανακάλυψη του υπεριονισμού στους θερμούς αστέρες, συμπεριλαμβανομένων και των αστέρων φασματικού τύπου Be και των παρόμοιων αστέρων, οι *ψυχρές* περιοχές της χρωμόσφαιρας και του στέμματος του Struve (1931a, b) ήρθαν ξαφνικά αντιμέτωπες με τις αντίστοιχες ηλιακές περιοχές (Struve 1942). Έτσι, αυτοί οι σχηματισμοί της ατμόσφαιρας πήραν το όνομα *θερμή* χρωμόσφαιρα και *θερμό* στέμμα. Όμως, σε αντίθεση με τον αυστηρό καθορισμό των ηλιακών ατμοσφαιρικών περιοχών και για να περιγράψουμε καλύτερα τη δομή της εκτεταμένης ατμόσφαιρας των αστέρων, που συνοδεύεται από μια πολύ ισχυρότερη ροή ύλης απ' ό,τι η ηλιακή, δεχόμαστε την ύπαρξη κάποιων επιπρόσθετων σημαντικών περιοχών που είναι υποϊονισμένες και αργές. Από αυτές προέρχεται η εκπομπή της γραμμής Hα, το ψυχρό μακρινό υπέρυθρο φάσμα, το ψυχρό φάσμα στα ραδιοκύματα και ίσως και το φάσμα κελύφους σκόνης.

Το μοντέλο που προέκυψε από την πρότυπη ατμόσφαιρα II του Struve και η σύγκριση μεταξύ κανονικών και ιδιόμορφων αστέρων(Μοντέλο Doazan - Thomas)

Με βάση τα δύο μοντέλα του Struve (1931a, b, 1942), η Doazan (1982) πρότεινε ένα μοντέλο καθαρά εμπειρικό, που, σε πρώτη προσέγγιση, επιχειρεί να ακολουθήσει τις τρεις βασικές αρχές του μοντέλου του Struve για τη χρωμόσφαιρα και το στέμμα, χωρίς να επιβάλλει την υπόθεση ότι οι περιοχές της εξώτερης ατμόσφαιρας πρέπει να είναι ψυχρές ή να χαρακτηριστούν ως χρωμόσφαιρα ή στέμμα. Αυτό σημαίνει ότι στηρίχτηκε σε τρεις προϋποθέσεις:

1. Επικεντρώθηκε στους Be και παρόμοιους αστέρες και όχι μόνο στους Be, ώστε να έχει μια ευρύτερη βάση δεδομένων
2. Δέχτηκε την υπόθεση ότι όλοι οι αστέρες τέτοιου τύπου, ενώ διαφέρουν στις φωτοσφαιρικές τιμές των T_e και g, έχουν την ίδια δομή στην εξώτερη ατμόσφαιρα, η οποία μοιάζει με την ηλιακή, αλλά είναι μεγαλύτερη, λόγω μεγαλύτερων τιμών των μη θερμικών παραμέτρων, όπως η ροή μάζας
3. Ενδιαφέρθηκε να βρει πώς είναι, εμπειρικά, η πρότυπη ατμόσφαιρα, πριν να προσπαθήσει να την ερμηνεύσει ή να κάνει υποθέσεις για την προέλευσή της.

Μετά την εποχή του Struve προέκυψαν πολλά δεδομένα στις περιοχές των ακτίνων - X, του μακρινού υπεριώδους, του μακρινού υπέρυθρου και των ραδιοκυμάτων. Έτσι, η Doazan θεώρησε ότι χρειαζόταν μια ευρύτερη δομή για την πρότυπη ατμόσφαιρα, από τις δύο εκτεταμένες ατμοσφαιρικές περιοχές του Struve, δηλαδή την ψυχρή, σχεδόν στατική και την ψυχρή δυναμική. Σύμφωνα με τις παρατηρήσεις, τα δεδομένα στο μακρινό υπεριώδες των Be και παρόμοιων αστέρων απαιτούν μια ποικιλία περιοχών, όπως υποδεικνύεται από το ευρύ πεδίο των τιμών ιονισμού και των ταχυτήτων. Σε κάποιες περιοχές η T_e παίρνει τιμές

www.diavlosbooks.gr

που ανταποκρίνονται στην οριακή φωτοσφαιρική T_e και μικρές ταχύτητες και σε κάποιες άλλες, η T_e αυξάνει σημαντικά, ώστε να παράγει τις γραμμές των CIV, NV και OVI, παρουσιάζοντας τα ελάχιστα απορρόφησης μετατοπισμένα σε μια περιοχή ταχυτήτων από 0 μέχρι 1.500 km/s. Υπάρχουν περιοχές με παρόμοιο ιονισμό αλλά πολύ διαφορετικές ταχύτητες, όπως φαίνεται από τις γραμμές των SiIV, CIV, NV και OVI με διάφορα είδη συνιστωσών, από τις οποίες άλλες παρουσιάζουν μικρές, και άλλες μεγάλες ταχύτητες στην περιοχή των 0 μέχρι 1.500 km/s. Εξάλλου, οι παρατηρήσεις στις ακτίνες - Χ υπονοούν την ύπαρξη και άλλων περιοχών, όπου η T_e είναι της τάξης των 10^6 - 10^7 K, για τις οποίες, όμως, δεν έχουμε πληροφορίες για τις τιμές των ταχυτήτων τους. Όλα αυτά τα δεδομένα είναι αυτόνομα και δεν υπάρχουν συσχετισμοί μεταξύ τους, ενώ τα δεδομένα της σειράς Balmer και των γραμμών του FeII, τα οποία αναφέρονται στις υποϊονισμένες περιοχές, δεν έχουν, ακόμα, προσδιοριστεί ικανοποιητικά. Αυτό είναι μια ισχυρή ένδειξη για την ύπαρξη και τις επιδράσεις της μεταβλητής ροής μάζας. Όπως φαίνεται, η κατανομή της πυκνότητας δεν καθορίζεται μόνο από μια απλή ροή μάζας προς τα έξω σε μια δεδομένη εποχή, ούτε η δομή η παρόμοια με των πλανητικών νεφελωμάτων στα εξώτερα όρια της ατμόσφαιρας φαίνεται να προκύπτει από μια απλή, σταθερή ροή μάζας. Έτσι, το βασικό πρόβλημα είναι ότι πρέπει να καθοριστούν οι τοποθεσίες των θερμών και ψυχρών, γρήγορων και αργών περιοχών. Επειδή δεν υπάρχουν συσχετισμοί της T_e και της ταχύτητας με την Vsini, από τα δεδομένα, φαίνεται ότι η κατανομή των διάφορων περιοχών είναι ακτινική. Αυτή η κατανομή είναι ακριβώς όπως την είχε προσδιορίσει ο Struve (1942) στο μοντέλο του, δηλαδή πρόκειται για μια ακτινική κατανομή των περιοχών και δεν υπάρχει κανένα δίκτυο προεξοχών, μεταξύ των οποίων να βλέπουμε ατμοσφαιρικά στρώματα. Έτσι, το πρόβλημα έγκειται στη λεπτομερή περιγραφή των ακτινικών τάσεων του ιονισμού και της επιτάχυνσης.

Σχεδόν ταυτόχρονα με τις παρατηρήσεις υψηλών ενεργειών από το διάστημα, υπήρξε ένα μεγάλο κύμα μελετών στις χαμηλές ενέργειες στο μακρινό υπεριώδες και στα ραδιοκύματα. Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, η υπεροχή του υπέρυθρου στους αστέρες φασματικού τύπου Be οφείλεται σε ελεύθερες-δέσμιες (free-bound) και ελεύθερες-ελεύθερες (free-free) εκπομπές από τις ιονισμένες περιοχές της εξώτερης ατμόσφαιρας, οι οποίες μπορεί να είναι είτε θερμές είτε ψυχρές. Μέχρι τώρα, τα μοντέλα για τους αστέρες φασματικού τύπου Be επικεντρώνονται στις ψυχρές περιοχές, όπου ο ιονισμός προκύπτει από τη θερμική ακτινοβολία του αστέρα. Σε κάποιους αστέρες, στη μεγάλη υπεροχή του υπέρυθρου που παρατηρείται, ίσως να συμβάλλει η περιαστρική σκόνη. Όποια και να είναι, όμως, η προέλευση της υπεροχής του υπέρυθρου, η ύπαρξή της υπονοεί μια προς τα έξω επέκταση της ατμόσφαιρας μέχρι μερικές χιλιάδες φωτοσφαιρικές ακτίνες, η οποία, για τους αστέρες που παρατηρούνται στα ραδιοκύματα, μπορεί να είναι ακόμα μεγαλύτερη. Για έναν αστέρα φασματικού τύπου Be με ακτίνα της τάξης των 10^{12}cm, τέτοια δεδομένα στο υπέρυθρο και στα ραδιοκύματα υπονοούν επέκταση της ατμόσφαιρας μέχρι και 10^{15}cm, που αντιστοιχεί στο μέγεθος των μικρότερων πλανητικών νεφελωμάτων.

HDoazan (1982) σεαυτότομοντέλοέδωσετοόνομα*Solar-Planetary-Nebular model of Be and similar stars*. Το όνομα αυτό έχει αναφορές στον Ήλιο και στα πλανητικά νεφελώματα. Αναφέρεται στον Ήλιο, για να δώσει έμφαση στο γεγονός ότι σ' αυτούς τους αστέρες, όπως και στον Ήλιο, η πρώτη περιοχή πάνω από τη φωτόσφαιρα θερμαίνεται μη ακτινοβολιακά, ενώ η ατμοσφαιρική διαστολή υπόκειται σε θερμική υδροστατική ισορροπία, αλλά σε T_e μεγαλύτερη από την οριακή θερμοκρασία της ακτινοβολιακής ισορροπίας (T_0), λόγω απώλειας της μη

www.physicsbooks.gr

ακτινοβολιακής ροής ενέργειας. Η αναφορά στα πλανητικά νεφελώματα γίνεται για να δοθεί έμφαση στο γεγονός ότι η τελευταία περιοχή αυτής της εξώτερης ατμόσφαιρας είναι ψυχρή και σχεδόν στατική, όπως συμβαίνει στα πλανητικά νεφελώματα. Για να δημιουργείται ένα τέτοιο ψυχρό νεφέλωμα σ' αυτά τα αντικείμενα, στις παρατηρούμενες αποστάσεις, θα πρέπει η ροή μάζας να είναι μεταβλητή, ώστε αυτό να αλληλεπιδρά με τα ποσά μάζας που εξωθούνται σε κάθε χρονική περίοδο. Σε αντίθεση με τα πλανητικά νεφελώματα, όπου η μεταβλητότητα στη ροή μάζας συνδέεται με εξελικτικές μεταβολές, οι περισσότεροι αστέρες φασματικού τύπου Be και παρόμοιοι αστέρες παρουσιάζουν μεταβλητότητα στη ροή μάζας με χρονικές κλίμακες πολύ μικρότερες από αυτές της εξέλιξης. Στη θέση μιας σταθερής ροής προς τα έξω, είναι προτιμότερες οι αλληλεπιδράσεις μεταξύ των ποσοτήτων μάζας που εξωθούνται σε διαφορετικές εποχές, ώστε η εξώτερη ατμόσφαιρα των αστέρων φασματικού τύπου Be να περιγραφεί ως μια κοιλότητα, η οποία γεμίζει και αδειάζει εναλλακτικά.

Το βασικότερο πρόβλημα που αντιμετωπίζει αυτό το μοντέλο είναι η ανεπαρκής γνώση της ροής μάζας σε διάφορες χρονικές περιόδους, ώστε να μπορούν να προσδιοριστούν οι κατανομές της συγκέντρωσης των σωματιδίων (n), της ηλεκτρονιακής θερμοκρασίας (T_e) και της ταχύτητας ροής μάζας (U) μέσα στην κοιλότητα και οι χρονικές μεταβολές τους. Το μοντέλο αυτό παρουσιάζει μια ακτινική ακολουθία των ατμοσφαιρικών περιοχών, στην οποία δίνει μεγάλη σημασία για δύο λόγους: η συγκέντρωση των σωματιδίων και η ηλεκτρονιακή θερμοκρασία μεταβάλλονται και οι τιμές τους προσδιορίζουν αυτές τις περιοχές. Σε έναν τυπικό αστέρα φασματικού τύπου Be η συγκέντρωση των σωματιδίων μειώνεται από 10^{15} στη φωτόσφαιρα, σε 10^{13} στην αρχή της χρωμόσφαιρας, παίρνει την τιμή των 10^{12}-10^{11} στην περιοχή όπου κυριαρχεί η ροή μάζας και επιβάλλει μια δυναμική κατανομή πυκνότητας, φτάνει στα 10^4 στις «νεφελώδεις» περιοχές και καταλήγει στην τιμή 1 στο μεσοαστρικό υλικό. Η T_e αυξάνει από 2,5 - $3 \cdot 10^4$ K στην εξώτερη φωτόσφαιρα των θερμότερων αστέρων φασματικού τύπου Be σε 10^5 K στην περιοχή όπου παράγονται οι γραμμές του μακρινού υπεριώδους, φτάνει στους 10^6 - 10^7 K στην περιοχή παραγωγής ακτίνων - X, παίρνει την τιμή των 10^4 K στην περιοχή όπου έχουμε τις περισσότερες εκπομπές Balmer και τις εκπομπές και απορροφήσεις του FeII και καταλήγει στους 1.000 - 2.000 K εκεί όπου υπάρχουν κόκκοι σκόνης. Οι ίδιες περιοχές υπάρχουν και στον Ήλιο με κάποιες μικρές διαφορές. Οι διακυμάνσεις της πυκνότητας είναι μικρές στη φωτόσφαιρα, το ίδιο και οι διακυμάνσεις της T_e εκτός από τις περιοχές των κηλίδων όπου εμφανίζονται διαφορές τάξης μέχρι και 20%. Κάποιοι μελετητές εμμένουν στο διαχωρισμό μεταξύ του ήρεμου στέμματος και των ψυχρών στεμματικών περιοχών – τρύπες του στέμματος. Παρ' όλα αυτά, οι δύο αυτές στεμματικές περιοχές διαφέρουν κατά έναν παράγοντα 2 στην πυκνότητα, ενώ η T_e κυμαίνεται στους 1 - $2 \cdot 10^6$ K και είναι περίπου $0{,}5 \cdot 10^6$ K ή 30% ψυχρότερη στις τρύπες του στέμματος (Vaiana & Rosner 1978). Αυτές οι δύο περιοχές καλύπτουν περισσότερο από το 95% της ηλιακής επιφάνειας. Οι αρκετά μικρότερες περιοχές, στις οποίες εμφανίζεται μεγάλη δραστηριότητα, μπορεί να είναι και 100 φορές πυκνότερες και παρουσιάζουν T_e μεγαλύτερη κατά έναν παράγοντα 10.

Δίνοντας έμφαση στις πολύ μικρές μεταβολές των φυσικών ποσοτήτων σε σχέση με την ακτίνα, η Doazan δεν υπονοεί ότι είναι ασήμαντες, κυρίως όσον αφορά το τι είναι αυτό που τις προκαλεί. Απλώς ο σκοπός της ήταν να δώσει χοντρικά μια ατμοσφαιρική δομή και να βρει πώς, με βάση αυτή τη δομή, μπορεί να κατασκευαστεί ένα θερμοδυναμικό μοντέλο για έναν αστέρα. Έτσι, σε πρώτη

www.diavlos.gr

προσέγγιση, δεν συμπεριλαμβάνει μη ακτινικές ταλαντώσεις που είναι υπεύθυνες για τη μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή που προκαλεί αποκλίσεις από την ακτινοβολιακή ισορροπία. Τέτοιες μη ακτινικές ταλαντώσεις, που συνοδεύονται από μικρές διακυμάνσεις της πυκνότητας, μπορούν, μέσω θέρμανσης, να προκαλέσουν μια διαφορά της τάξης του 100 στην πυκνότητα, με την αύξηση του ύψους. Οι μη ακτινικές ταλαντώσεις είναι σημαντικές για την ερμηνεία της προέλευσης της μη ακτινοβολιακής ροής και όχι για τον εμπειρικό προσδιορισμό της T_e, της πυκνότητας και της κατανομής ταχυτήτων κατά μήκος της ακολουθίας των περιοχών της εξώτερης ατμόσφαιρας.

Η ακτινική ακολουθία των ατμοσφαιρικών περιοχών που έδωσε η Doazan έχει ως εξής:

1. **Φωτόσφαιρα (Photosphere):**Χαρακτηρίζεται από υδροστατική και ακτινοβολιακή ισορροπία. Για τους αστέρες φασματικού τύπου Be η T_{eff} κυμαίνεται μεταξύ των τιμών $3{,}5\cdot10^4$ K και 10^4 K και η T_0 μεταξύ των τιμών $3\cdot10^4$ K και $8\cdot10^3$ K. Η περιοχή αυτή βρίσκεται εξ ορισμού στη βάση της ατμόσφαιρας. Από αυτή προέρχεται το συνεχές φάσμα στο ορατό, οι πτέρυγες των μέτριων και ισχυρών γραμμών απορρόφησης και ίσως οι πυρήνες κάποιων ασθενών γραμμών στο ορατό

2. **Χρωμόσφαιρα (Chromosphere):** Καθορίζεται από αύξηση της T_e που οφείλεται σε μη ανκτινοβολιακή θέρμανση, δηλαδή $T_e>T_0$. Σ' αυτή την περιοχή η κατανομή της πυκνότητας είναι σχεδόν στατική, όπως στην υδροστατική ισορροπία.

Το βασικό ερώτημα που προκύπτει είναι αν η πρώτη περιοχή της εξώτερης ατμόσφαιρας πάνω από τη φωτόσφαιρα είναι θερμότερη ή ψυχρότερη από τη φωτοσφαιρική οριακή τιμή της T_e (T_0), υπό συνθήκες μη τοπικής θερμοδυναμικής, ακτινοβολιακής και υδροστατικής ισορροπίας.

Πρώτα απ' όλα, τα ιόντα μεγάλου βαθμού ιονισμού παράγουν γραμμές απορρόφησης πολύ ευρείες. Αντιθέτως, τα ιόντα χαμηλού βαθμού ιονισμού παράγουν ευρείες γραμμές εκπομπής, όπως είναι οι γραμμές Balmer ή οι γραμμές του υδρογόνου, και αρκετά στενές γραμμές απορρόφησης, όπως είναι οι γραμμές κελύφους (shelllines) του FeII και οι πυρήνες κελύφους (shellcores) του υδρογόνου. Αυτό σημαίνει ότι τα ιόντα χαμηλού βαθμού ιονισμού βρίσκονται πιο έξω από τα ιόντα υψηλού βαθμού ιονισμού, γεγονός που έρχεται σε αντίθεση με την προς τα έξω αύξηση της T_e.

Δεύτερον, από τη συνολική εκπομπή της Hα μπορούμε να εκτιμήσουμε τον όγκο και τη συγκέντρωση της εκπέμπουσας περιοχής. Θεωρώντας ότι και οι ψυχρές περιοχές που παράγουν την Hα και οι θερμές που δεν είναι ικανές να την παράγουν, συνυπάρχουν, αντιμετωπίζουμε μια δυσκολία να εκτιμήσουμε τη σχετική τοποθεσία της περιοχής. Για να μπορεί να παραχθεί η παρατηρούμενη εκπομπή Hα, θα πρέπει η συγκέντρωση να μην είναι πολύ μικρή ή να πρόκειται για μια θερμή περιοχή. Έτσι, δεν μπορούμε να θεωρήσουμε ότι η Hα προέρχεται από τη χαμηλότερη ψυχρή εξωφωτοσφαιρική περιοχή. Η συγκέντρωση παίρνει τιμές ικανές ώστε να μπορεί να παραχθεί η Hα αν θεωρήσουμε ότι η περιοχή, όπου αυτή παράγεται, βρίσκεται υψηλότερα.

Τρίτον, μπορούμε να ορίσουμε ένα άνω όριο ύψους, απ' όπου ξεκινάει η μη ακτινοβολιακή θέρμανση, αν συνδυάσουμε μια τιμή της ροής μάζας με ένα φωτοσφαιρικό μοντέλο. Τέτοιου είδους όρια είναι πολύ χαμηλά σε σχέση με την ακτίνα της περιοχής όπου παράγονται οι γραμμές εκπομπής του υδρογόνου. Το

www.diavlosbooks.gr

ανώτερο όριο θέρμανσης προκύπτει ότι είναι μερικές εκατοντάδες φωτοσφαιρικές ακτίνες πάνω από την επιφάνεια του αστέρα ή λιγότερο και οι γραμμές εκπομπής του υδρογόνου απαιτούν κάποιες δεκάδες ακτίνες.
Σύμφωνα με τα παραπάνω, η Doazan κατέληξε στο συμπέρασμα ότι οι πρώτες μεταφωτοσφαιρικές ατμοσφαιρικές περιοχές έχουν δύο κοινά στοιχεία με την αντίστοιχη ηλιακή: παρατηρείται μια προς τα έξω αύξηση της T_e και η μεταβολή της πυκνότητας καθορίζεται αποκλειστικά από αυτή τη μεταβολή της T_e, έτσι ώστε οι μακροσκοπικές κινήσεις και η ταχύτητα ροής να ικανοποιούν τη σχέση $U \leq q/3$ όπου, U είναι η ταχύτητα ροής μάζας και q είναι η μονοδιάστατη θερμική ταχύτητα*. Σ' αυτά τα δύο χαρακτηριστικά βασίστηκε η Doazan για να δώσει τον ορισμό της χρωμόσφαιρας.

3. **Στέμμα (Corona):** Χαρακτηρίζεται από T_e που αυξάνει προς τα έξω, αλλά εδώ η κατανομή της πυκνότητας είναι δυναμική και όχι σχεδόν στατική. Γίνεται ο διαχωρισμός μεταξύ *Χαμηλότερου Στέμματος* (*LowerCorona*), που είναι οι περιοχές όπου η ταχύτητα ροής είναι ουσιαστικά ίση με την τοπική μονοδιάστατη θερμική ταχύτητα και *Υψηλότερου Στέμματος* (*UpperCorona*), όπου η ταχύτητα ροής φτάνει και ξεπερνάει την ταχύτητα διαφυγής.

Παρατηρήσεις των γραμμών CIV, NV και OVI σε ταχύτητες που ξεπερνούν τα 1.000 km/s είναι ενδεικτικές για την ύπαρξη περιοχών με $T_e \sim 10^5$K, με ταχύτητες που ξεπερνούν και τη θερμική ταχύτητα και την ταχύτητα διαφυγής της ατμόσφαιρας σε μερικούς αστέρες φασματικού τύπου Be, σε κάποιες χρονικές περιόδους. Παρατηρήσεις στις μαλακές και σκληρές ακτίνες - X σε κάποιους αστέρες φασματικού τύπου Be υπονοούν την ύπαρξη περιοχών με T_e, η οποία κυμαίνεται μεταξύ 10^6 και 10^7K σε κάποιες χρονικές περιόδους. Οι αστέρες φασματικού τύπου Be που παρουσιάζουν αυτά τα φαινόμενα παρουσιάζουν και τις χρωμοσφαιρικές περιοχές που περιγράψαμε, δηλαδή τις περιοχές εκπομπής της Hα και, περιστασιακά, τις περιοχές απορρόφησης του FeII. Γι' αυτούς τους αστέρες, ακόμα και αν απουσιάζουν οι γραμμές απορρόφησης του FeII, δεν υπάρχει καμία αμφιβολία για την ύπαρξη του υψηλότερου και χαμηλότερου στέμματος. Βεβαίως αυτά τα φαινόμενα δεν παρουσιάζονται σε όλους τους αστέρες φασματικού τύπου Be.

Από τη στιγμή που είναι γνωστή η ύπαρξη υπεριονισμένων στοιχείων, είναι βέβαιο ότι όλοι οι αστέρες έχουν τουλάχιστον χρωμόσφαιρα. Η έλλειψη παρατηρήσεων γραμμών εκπομπής στις ακτίνες - X δεν μας επιτρέπει να θεωρήσουμε δεδομένη την ύπαρξη περιοχών με T_e μεταξύ 10^6 και 10^7K. Μπορούμε να είμαστε βέβαιοι μόνο για τις μέγιστες τιμές της T_e που ανταποκρίνονται στις παρατηρήσεις. Αφού το μοντέλο αναφέρεται σε αστέρες τύπου Be και παρόμοιους αστέρες, οι οποίοι παρουσιάζουν εκπομπές της Hα, θα πρέπει αυτοί να παρουσιάζουν μια τέτοια ροή μάζας ικανή να παράγει μια αρκετά εκτεταμένη ατμόσφαιρα, ικανή να δώσει τις παρατηρούμενες εκπομπές της Hα.

Σύμφωνα μ' αυτά, οι παρατηρούμενες συνθήκες εκπομπής Hα απαιτούν την ύπαρξη ενός *χαμηλού στέμματος*, όπου η T_e αυξάνει προς τα έξω και $U \sim q$. Το ελάχιστο ύψος του εξαρτάται από το μέγεθος της ροής μάζας.

---

* Ως «*μονοδιάστατη θερμική ταχύτητα*» (*one-dimensionalthermalvelocity*) ορίζεται η ταχύτητα $V_{pr} = \sqrt{\frac{2kT_{κιν}}{m}}$, όπου m είναι η μάζα του σωματιδίου, kείναι η σταθερά του Boltzmannκαι Tκιν είναι η κινητική θερμοκρασία, η οποία προκύπτει από την κατανομή Maxwell των ταχυτήτων των σωματιδίων.

www.diavlosbooks.gr

Γενικά, η ύπαρξη του *υψηλότερου στέμματος* εξαρτάται από το αν η ταχύτητα της ροής μάζας συνεχίζει να αυξάνει μεταξύ των τιμών της θερμικής και της ταχύτητας διαφυγής. Για τους αστέρες Be και τους παρόμοιους αστέρες, στους οποίους οι φωτοσφαιρικές ταχύτητες διαφυγής υπολογίζονται από τις μετατοπίσεις των γραμμών, δεν υπάρχει πρόβλημα. Σε κάποια φάσματα τύπου Be, όμως, οι μετατοπίσεις των γραμμών στο υπεριώδες και στο ορατό δεν είναι σημαντικές και δεν ξεπερνούν τα 100 km/s. Παρ' όλα αυτά οι εκπομπές της Hα μπορεί να είναι πολύ ισχυρές. Υπάρχουν δύο εναλλακτικές λύσεις για την εξακρίβωση της ύπαρξης του υψηλότερου στέμματος:

Πρώτον, από υπολογισμούς με adhoc μοντέλα, ξέρουμε ότι πρέπει οι ταχύτητες διαστολής να είναι της τάξης των 100 km/s, ώστε να συμφωνούν με τα περιγράμματα των γραμμών εκπομπής της Hα και ότι η περιοχή που συμβάλλει περισσότερο στην ολική εκπομπή βρίσκεται στις 5 - 10 αστρικές ακτίνες. Θεωρώντας μια φωτοσφαιρική ταχύτητα διαφυγής της τάξης των 500 km/s για τους αστέρες αυτούς, οι ταχύτητες ροής της τάξης των 100 km/s ξεπερνούν την ταχύτητα διαφυγής στις περιοχές σχηματισμού της Hα.

Δεύτερον, στο υπεριώδες, οι ταχύτητες υπολογίζονται από τις ασυμμετρίες στα περιγράμματα των γραμμών και όχι από τις μετατοπίσεις. Οι εκτεταμένες ιώδεις πτέρυγες, των οποίων η ερμηνεία εξαρτάται αποκλειστικά από το εκάστοτε μοντέλο, οδηγούν σε ταχύτητες που ξεπερνούν τη φωτοσφαιρική ταχύτητα διαφυγής.

Σύμφωνα με το μοντέλο του Struve (1942), όπου το στέμμα ήταν ψυχρό, όλοι αυτοί οι αστέρες θα παρουσίαζαν υψηλότερο στέμμα. Σύμφωνα με αυτό το μοντέλο, όμως, δεν μπορεί να θεωρηθεί δεδομένη η ύπαρξη ενός θερμού υψηλότερου στέμματος.

Όσον αφορά τη δυναμική και θερμική θεώρηση του στέμματος, η ύπαρξή του στους αστέρες φασματικού τύπου Be, υπόκειται στην αναγκαιότητα ύπαρξης μιας μη θερμικής κατανομής πυκνότητας, ώστε να μπορεί να υφίσταται μια τέτοια εκτεταμένη ατμόσφαιρα που παράγει γραμμές εκπομπής. Ένα βασικό ερώτημα είναι γιατί υπάρχει μια τέτοια εκτεταμένη ατμόσφαιρα στους αστέρες φασματικού τύπου Be και όχι στους κανονικούς B; Αν μια τέτοια ατμοσφαιρική έκταση οφείλεται αποκλειστικά σε θερμικές ιδιότητες, τότε δεν θα έπρεπε να παρατηρούμε δύο διαφορετικές ομάδες αστέρων, τους Be και τους κανονικούς B. Έτσι, η ύπαρξη αυτών των δύο ομάδων είναι βασική για την κατανόηση της σχέσης της εκτεταμένης ατμόσφαιρας και της ροής μάζας με τις βασικές μη θερμικές ιδιότητες της αστρικής δομής.

Για να κατασκευαστεί ένα εμπειρικό μοντέλο για το υψηλότερο στέμμα πρέπει να προσδιοριστούν οι ταχύτητες με τιμές U>q, στη μέγιστη T_e, οι μεταβολές τους για έναν συγκεκριμένο αστέρα, καθώς και για δύο αστέρες με ίδια λαμπρότητα. Αν δεχτούμε ότι οι μεγάλες τιμές τους οφείλονται σε ακτινοβολιακή επιτάχυνση, τότε θα πρέπει να εξηγήσουμε τις μεταβολές του μεγέθους τους για ένα συγκεκριμένο αστέρα, χωρίς ταυτόχρονη μεταβολή στο πεδίο ακτινοβολίας και για δύο αστέρες με ίδιο πεδίο ακτινοβολίας. Το γεγονός ότι η ακτινοβολιακή επιτάχυνση δεν είναι ο μόνος λόγος γι' αυτές τις τιμές των ταχυτήτων φαίνεται από τα ηλιακά φαινόμενα, όπου οι παρατηρούμενες ταχύτητες φτάνουν τα 800 km/s, σε κάποιες χρονικές περιόδους και η ακτινοβολιακή επιτάχυνση δεν είναι καθόλου πειστική.

4. **Μεταστεμματική Μεταβατική Περιοχή (Post-coronal Transition Region):**

www.kallipos.gr

Βρίσκεται μεταξύ του θερμού ταχέως περιστρεφόμενου στέμματος και των ψυχρών αργά κινούμενων περιοχών που απαιτούν τόσο οι γραμμές Balmer όσο και οι γραμμές του FeII που παρατηρούνται.

Αυτή η περιοχή αποσκοπεί σε δύο βασικές λειτουργίες: να επιβραδύνει το αέριο από την ταχύτητα ροής που έχει αποκτήσει στο στέμμα σε ταχύτητες της τάξης των 100 km/s, οι οποίες είναι χαρακτηριστικές της περιοχής εκπομπής της Hα και να ψύξει το αέριο από την T_e που έχει στο στέμμα σε τιμές της τάξης των $1\text{-}2\cdot10^4$ K, οι οποίες είναι επίσης χαρακτηριστικές της περιοχής παραγωγής της Hα.

Για τους αστέρες στους οποίους παρατηρούνται ταυτόχρονα γραμμές από ιόντα μεγάλου βαθμού ιονισμού, όπως CIV και OVI, μετατοπισμένα κατά U≥200 - 300 km/s, γραμμές εκπομπής Hα με μετατοπίσεις ≤100 km/s και κάποιες φορές γραμμές απορρόφησης FeII με ίδιες ταχύτητες, δεν υπάρχει καμία αμφιβολία για την ύπαρξη αυτής της ενδιάμεσης περιοχής.

Για τους αστέρες στους οποίους παρατηρούνται οι γραμμές Hα και Fe II, αλλά όχι μετατοπίσεις των γραμμών στο μακρινό υπεριώδες η αιτιολόγηση ύπαρξης αυτής της περιοχής εξαρτάται από το μοντέλο. Δηλαδή, εξαρτάται από τις ταχύτητες που προκύπτουν από τις ασυμμετρίες των περιγραμμάτων των γραμμών. Οι ταχύτητες που υπολογίζονται από την μπλε πτέρυγα, γενικά υπερβαίνουν τα 200 - 300 km/s.

Για τους αστέρες στους οποίους οι ταχύτητες στο μακρινό υπεριώδες είναι παρόμοιες με αυτές που προκύπτουν από την Hα και τις γραμμές του FeII, το μόνο που μπορούμε να πούμε είναι ότι απαιτείται ψύξη του αερίου αλλά αυτό μπορεί να γίνει και στο στέμμα.

Ένα ακόμη αποδεικτικό στοιχείο για την ύπαρξη αυτής της περιοχής είναι ότι κάποιοι αστέρες, σε κάποιες φάσεις Be και παρόμοιες, παρουσιάζουν τρεις ή και περισσότερες συνιστώσες υπεριονισμένων γραμμών. Η μια συνδέεται με την περιοχή της χρωμόσφαιρας ή του στέμματος, όπου η T_e αυξάνει και η συνιστώσα με τη μεγαλύτερη ταχύτητα συνδέεται με το υψηλότερο στέμμα. Έτσι, μένουν οι συνιστώσες με τη μεσαία μετατόπιση, οι οποίες μπορούν να συνδεθούν με μια επιβραδυνόμενη περιοχή. Μπορούμε, ακόμη, να συνδέσουμε την αυξημένη συγκέντρωση των ιόντων, που απαιτείται για να διαχωριστεί μια συνιστώσα, με την αύξηση της πυκνότητας και τη μείωση της ταχύτητας που συνοδεύουν ένα κύμα επιβράδυνσης.

Βεβαίως, όλα αυτά τα στοιχεία είναι ενδεικτικά και όχι αποδεικτικά. Το ισχυρότερο στοιχείο για την ύπαρξη αυτής της περιοχής είναι η ιστορία των πλανητικών νεφελωμάτων. Πριν τις παρατηρήσεις από το διάστημα, τα μοντέλα παρουσίαζαν τα πλανητικά νεφελώματα ως αρχή μιας δυναμικής περιοχής, όπου παρουσιαζόταν η οριακή γραμμή H I της σφαίρας Strömgren* του αστέρα με μια προς τα έξω επιτάχυνση. Οι παρατηρήσεις στο μακρινό υπεριώδες δείχνουν ότι η κεντρική κοιλότητα του νεφελώματος γεμίζει με υπεριονισμένα στοιχεία με μετατοπίσεις γραμμών μέχρι και 1.000 km/s. Σύμφωνα μ' αυτό, η θεωρία διαφοροποιείται: αντί να είναι η αρχή μιας επιταχυνόμενης περιοχής, το νεφέλωμα είναι το εξώτερο όριο μιας επιβραδυνόμενης εξώτερης ατμόσφαιρας αυτών των αντικειμένων. Εξάλλου η μεγάλη έκταση της κοιλότητας είναι ενδεικτική για μια εκτεταμένη περιοχή χρωμόσφαιρας - στέμματος. Κάποιοι κεντρικοί αστέρες των πλανητικών νεφελωμάτων εμφανίζουν φάσματα τύπου Wolf-Rayet, υπονοώντας

* Ως *σφαίρα Strömgren*ορίζεται η σφαίρα ιονισμένου υδρογόνου (H II), η οποία περιβάλλει τους μικρής ηλικίας αστέρες φασματικού τύπου O και B.

www.diavlosbooks.gr

ότι σ' αυτά βλέπουμε φαινόμενα Wolf-Rayet – και όχι ένα αντικείμενο Wolf-Rayet, δηλαδή ότι υπάρχει ασυμφωνία μεταξύ των αστέρων τύπου Wolf-Rayet και των αστέρων τύπου Wolf-Rayet στο κέντρο των πλανητικών νεφελωμάτων. Συμπεραίνουμε, λοιπόν, ότι δεν βλέπουμε έναν κεντρικό αστέρα, με τη συμβατική έννοια, αλλά ένα στέμμα μεγάλης έκτασης με τις ιδιότητες των αστέρων τύπου Wolf-Rayet. Οι περιοχές του HII, που συνδέονται με τους αστέρες Wolf-Rayet και τους αστέρες τύπου Be και παρόμοιους αστέρες, δεν μπορούν να θεωρηθούν ως μια κλασική σφαίρα Strömgren γι' αυτούς τους αστέρες, οι οποίοι παρουσιάζουν φωτοσφαιρικό φάσμα στο μακρινό υπεριώδες. Αυτές οι εξώτερες ατμόσφαιρες αποτελούν, μάλλον, μια διαμορφωμένη σφαίρα Strömgren, η οποία χαρακτηρίζεται από δυναμικά χαρακτηριστικά της ροής μάζας και τα ακτινοβολιακά χαρακτηριστικά της περιοχής χρωμόσφαιρας - στέμματος οφείλονται στη μη ακτινοβολιακή ενεργειακή ροή και στη ροή μάζας. Έτσι αυτή η επιβραδυνόμενη, ψυχρή περιοχή των πλανητικών νεφελωμάτων σκιαγραφείται ως εξής: είναι αόρατη στο ορατό, αλλά παρατηρείται στο μακρινό υπεριώδες.

Ο Sahade (1980) μελέτησε την προς τα έξω εξέλιξη των βαθμών ιονισμού και διέγερσης στο ορατό και στο μακρινό υπεριώδες των αστέρων τύπου Wolf-Rayet. Τα κλασικά δεδομένα στο ορατό (Beals 1939, Kuhi 1968) παρουσιάζουν μια προς τα έξω μείωση του ιονισμού, αλλά επιτάχυνση της προς τα έξω μετακίνησης του υλικού. Τα δεδομένα στο μακρινό υπεριώδες δείχνουν το αντίθετο, δηλαδή μια προς τα έξω αύξηση του ιονισμού. Για να ερμηνεύσει κάτι τέτοιο ο Sahade πρότεινε την ύπαρξη δύο μεγίστων της T_e στην ατμόσφαιρα: το ένα κοντά στην επιφάνεια και το άλλο σε κάποια απόσταση. Μια πιθανή ερμηνεία είναι ότι η περιοχή χρωμόσφαιρας - στέμματος είναι τόσο πυκνή που δεν επιτρέπει να δούμε τα βαθύτερα στρώματα και ότι υπάρχει ένα κύμα επιβράδυνσης στη μεταβατική περιοχή από τα 2 - 3.000 km/s της παρατηρούμενης ταχύτητας ροής που παρατηρείται σ' αυτούς τους αστέρες, στις απαραίτητες τιμές για το σχηματισμό της περιοχής του νεφελώματος. Ο Sahade (1980) τόνισε την ομοιότητα μεταξύ των νεφελωμάτων των αστέρων τύπου Wolf-Rayet και των πλανητικών νεφελωμάτων. Σε αντίθεση με τους αστέρες φασματικού τύπου Be, όπου η περιοχή εκπομπής της Hα ξεκινάει από τις 3 έως 5 αστρικές ακτίνες, αυτή η νεφελώδης περιοχή των πλανητικών νεφελωμάτων και των αστέρων τύπου Wolf-Rayet βρίσκεται μακριά, υπονοώντας, γι' αυτούς τους αστέρες, την ύπαρξη της ψυχρής, εκτεταμένης περιοχής που περιβάλλει την περιοχή χρωμόσφαιρας - στέμματος.

Η Doazan (1982) καταλήγει, λοιπόν, στο συμπέρασμα ότι αν θεωρήσουμε ότι η ύπαρξη και το μέγεθος αυτής της ψυχρής περιοχής επιβράδυνσης γίνουν αποδεκτά, κυρίως από την αναγκαιότητα να συνδυαστούν οι ιδιότητες της στεμματικής περιοχής και της περιοχής εκπομπής της Hα, και χρησιμοποιώντας τα δεδομένα για τους αστέρες Be και τους παρόμοιους αστέρες, που παρουσιάζουν αυτές τις ιδιότητες, τότε έχουμε πολλές ενδείξεις για την ύπαρξή της. Το μέγεθος αυτής της περιοχής κυμαίνεται σε ένα μεγάλο εύρος τιμών, αφού για να το μετρήσουμε χρησιμοποιούμε την αρχή της περιοχής εκπομπής της Hα στους αστέρες φασματικού τύπου Be και τα νεφελώματα των αστέρων τύπου Wolf-Rayet και των πλανητικών νεφελωμάτων, που βρίσκονται σε πολύ διαφορετικές αποστάσεις. Για να ερμηνεύσουμε μια επιβράδυνση από τιμές της τάξης των 1.000 km/s στις απαιτούμενες τιμές της τάξης των 100 km/s, σε μια περιοχή μερικών ακτίνων από τον αστέρα, χρειαζόμαστε μια μεταβλητή ροή μάζας από τον αστέρα.

5. **Ψυχρό Εκτεταμένο Περίβλημα (Cool Extended Envelope):** Είναι η περιοχή απ' όπου προκύπτουν οι περισσότερες γραμμές εκπομπής Balmer. Η

www.physicsbooks.gr

ταχύτητα ροής είναι μικρότερη από την τιμή των 100 km/s και η T_e κυμαίνεται μεταξύ των $0,5 \cdot 10^4$ και $2 \cdot 10^4$ K.

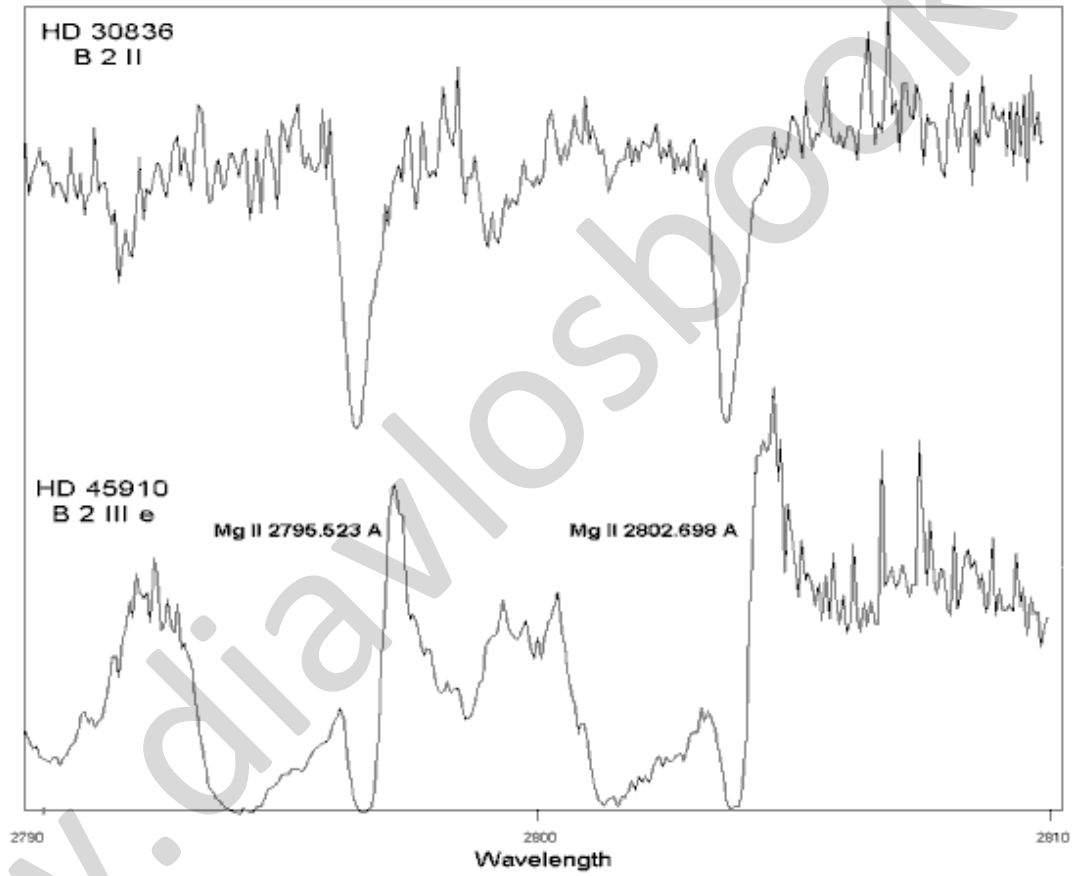
Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, είναι απαραίτητη η ύπαρξη μιας περιοχής χαμηλής ταχύτητας και θερμοκρασίας 1 - $2 \cdot 10^4$ K, όπου σχηματίζονται οι γραμμές Balmer και οι γραμμές του FeII στις φάσεις Be. Στο μοντέλο του Struve (1942) η περιοχή παραγωγής της Ha συνδέθηκε με τη χρωμόσφαιρα και όχι με το στέμμα λόγω των χαμηλών ταχυτήτων. Αυτές οι χαμηλές ταχύτητες ανάγκασαν και κάποιους μελετητές να τοποθετήσουν αυτή την περιοχή υδρογόνου κάτω από την περιοχή μεγάλης επιτάχυνσης που παράγει τις μεγάλες ταχύτητες αστρικού ανέμου των αστέρων ΟΒ.

Ένα από τα βασικότερα προβλήματα του μοντέλου του Struve για την περιοχή χρωμόσφαιρας - στέμματος ήταν η ψύξη σε τιμές μικρότερες της $T_e \sim 10^4$ K, ιδίως αν θεωρήσουμε ότι οι περιοχές Ha βρίσκονται κοντά στη φωτόσφαιρα. Το πρόβλημα αυτό εντείνεται περισσότερο από το γεγονός ότι τα χαρακτηριστικά της μη Τοπικής Θερμοδυναμικής Ισορροπίας, στα οποία οφείλεται η T_e, καθορίζονται όχι από την ποσότητα αλλά από την ποιότητα του πεδίου ακτινοβολίας (Auer & Mihalas 1972, Baker & Menzel 1938, Cayrel 1966). Η T_e δεν μπορεί να πάρει τιμές μικρότερες της T_0 αν η περιοχή της Ha είναι ακριβώς πάνω από τη φωτόσφαιρα, αφού σ' αυτή την περίπτωση οι πυκνότητες είναι μεγάλες.
Στην περίπτωση που η περιοχή εκπομπής της Ha τοποθετηθεί στο ψυχρό εκτεταμένο περίβλημα, η ψύξη του αερίου δεν δημιουργεί κανένα πρόβλημα. Μια τέτοια εικόνα υποστηρίζεται και από τα χαρακτηριστικά των φασμάτων Bep, αφού η διαφορά αυτών των αστέρων από τους αστέρες Be είναι ότι παρουσιάζουν μια πιο εκτεταμένη ατμόσφαιρα και μεγαλύτερη αύξηση του υπέρυθρου και των ραδιοκυμάτων. Το βασικό πρόβλημα γι' αυτή την περιοχή είναι να βρεθεί αν μια απλή χρονοανεξάρτητη ροή προς τα έξω είναι ικανή για το σχηματισμό της ή αν απαιτείται ο σχηματισμός της κοιλότητας που αναφέραμε στα προηγούμενα.

6. **Ψυχρό Κέλυφος (Cool Shell):** Βρίσκεται πάνω από το ψυχρό περίβλημα και εκεί σχηματίζονται οι στενοί και απότομοι πυρήνες απορρόφησης των γραμμών του υδρογόνου και του FeII. Σ' αυτές τις εξώτερες περιοχές σχηματίζονται και οι απαγορευμένες γραμμές χαμηλής διέγερσης των φασμάτων Bep, επομένως οι συγκεντρώσεις έχουν πέσει σε μια τιμή της τάξης των $10^5 cm^{-3}$. Οι τιμές των ταχυτήτων και της T_e είναι μικρότερες από τις αντίστοιχες τιμές του ψυχρού περιβλήματος.
Η μόνη παρατηρησιακή ένδειξη για την ύπαρξη αυτής της περιοχής είναι η διαφοροποίηση μεταξύ των φασμάτων τύπου Be και Beshell. Οι γραμμές κελύφους (shelllines) είναι βαθιές και στενές υποδεικνύοντας μεγάλη πυκνότητα στήλης και χαμηλή T_e του υλικού χαμηλής διέγερσης (υδρογόνο και FeII). Μια τέτοια συμπεριφορά, ίσως, οφείλεται σε αύξηση της πυκνότητας στην εξώτερη ατμόσφαιρα, που συνδέεται με μια μεγαλύτερη ροή μάζας ή σε ένα μεγαλύτερο ρυθμό ψύξης, λόγω προσμίξεων, για την ίδια πυκνότητα.

7. **Ψυχρό Κέλυφος Σκόνης (Cool Dust Shell):** Για τους αστέρες Bep, τους συμβιωτικούς, τους καινοφανείς και πιθανότατα άλλους παρόμοιους αστέρες, αλλά όχι για τους «τυπικούς» αστέρες φασματικού τύπου Be, ίσως υπάρχει και ένα κέλυφος σκόνης. Εκεί η T_e θα είναι της τάξης των 1 ή $2 \cdot 10^3$ K.

www.stavlosbooks.gr



Γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Βekai Oe

www.diavlosbooks.gr

Ιστορική αναδρομή

Ένα από τα πιο σημαντικά χαρακτηριστικά των αστέρων φασματικού τύπου Be και των αστέρων κελύφους είναι οι γραμμές εκπομπής που εμφανίζονται στα φάσματά τους και ιδιαίτερα στη σειρά Balmer του υδρογόνου. Βεβαίως, αυτό δεν σημαίνει ότι γραμμές εκπομπής δεν εμφανίζονται και σε άλλες φασματικές περιοχές. Πρώτος ο Struve (1931a, b, 1942) προκειμένου να ερμηνεύσει αυτό το φαινόμενο, ανέπτυξε ένα μοντέλο, το οποίο βασίζεται στην ιδέα ότι οι γραμμές εκπομπής, όπως και οι γραμμές απορρόφησης δημιουργούνται σε ένα εκτεταμένο ισημερινό δίσκο χαμηλής πυκνότητας, ο οποίος περιβάλλει έναν γρήγορα περιστρεφόμενο αστέρα φασματικού τύπου B. Το μοντέλο αυτό προϋποθέτει μικρές ακτινικές ταχύτητες στο κέλυφος, αλλά μεγάλες ταχύτητες περιστροφής σε όλη σχεδόν την έκταση του δίσκου ή του κελύφους. Στους αστέρες φασματικού τύπου Be, εκτός από την οπτική φασματική περιοχή, όπου εμφανίζονται οι γραμμές εκπομπής της σειράς Balmer του υδρογόνου, το φαινόμενο της απορρόφησης που συνοδεύεται από εκπομπή είναι ιδιαίτερα έντονο στις γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες.

Οι γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες (λλ 2795,523, 2802,698 Å) δημιουργούνται από τη μετάπτωση $3s^2S$ - $3p^2P^0$. Καθώς η ενεργειακή διαφορά μεταξύ των δύο τροχιακών είναι αρκετά μεγάλη (4,5 eV), το φαινόμενο των φασματικών γραμμών του MgII είναι ευαίσθητο σε φαινόμενα Μη Τοπικής Θερμοδυναμικής Ισορροπίας (Underhill 1970) και επομένως εξαρτάται από τη δομή της αστρικής ατμόσφαιρας και του πεδίου ακτινοβολίας που υφίσταται σ' αυτήν (Lamersetal. 1973). Αυτό σημαίνει ότι η μελέτη των γραμμών συντονισμού του MgII στα φάσματα των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων είναι ένα σημαντικό εργαλείο για τη μελέτη της δομής των αστρικών ατμοσφαιρών.

Ο Mihalas (1972b) εφάρμοσε, με καλά αποτελέσματα, ένα ατομικό μοντέλο για να αναπαραγάγει τα παρατηρούμενα ισοδύναμα εύρη των γραμμών του MgII στα 4481 Å σε φάσματα αστέρων φασματικού τύπου μεταξύ O6 και B5.

Η Hubert (1973) μελέτησε τα φάσματα οκτώ αστέρων φασματικού τύπου Be στην ορατή περιοχή και κατέληξε στο συμπέρασμα ότι η εκπομπή του MgII ενισχύεται ή εξαφανίζεται, ανάλογα με το αν ο αστέρας βρίσκεται σε φάση B ή Be. Ακόμα, κατά τη μεταβατική περίοδο από B σε Be φάση και αντίστροφα, οι φασματικές γραμμές είναι ισχυρότερες, εκτός από την περίπτωση του αστέρα HD 175863, ο οποίος, κατά τη μεταβατική περίοδο, παρουσιάζει στο φάσμα του πολλές γραμμές μετάλλων σε εκπομπή. Πέντε από τους οκτώ μελετούμενους αστέρες, ενώ παρουσιάζουν εκπομπή, διατηρούν το κέλυφος απορρόφησης.

Οι Lamers et al. (1973) βρήκαν ότι το ισοδύναμο εύρος των γραμμών MgII στους αστέρες φασματικού τύπου B, το οποίο κυμαίνεται μεταξύ 1 και 4,5 Å, δεν εξαρτάται από τη θερμοκρασία. Μελέτησαν τα φάσματα των αστέρων κ CMa (B2Ve) και κ Dra (B7e) και βρήκαν ότι οι γραμμές του MgII είναι περίπου 40% φορές ασθενέστερες από αυτές που εμφανίζονται στους κλασικούς αστέρες και ότι ο κλασικός αστέρας κελύφους (shellstar)* β Mon (B3e) παρουσιάζει γραμμές MgII με αναμενόμενη ένταση. Πρότειναν ότι η συμπεριφορά των φασματικών γραμμών απορρόφησης MgII των αστέρων κ CMa (B2Ve) και κ Dra (B7e) οφείλεται στο

* Οι αστέρες φασματικού τύπου Be, στα φάσματα των οποίων παρατηρούνταν οξείες και μεγάλης έντασης φασματικές γραμμές, ονομάστηκαν αστέρες κελύφους (shellstars). Σήμερα, δεν δεχόμαστε την ύπαρξη τέτοιων αστέρων και τη διάκρισή τους από τους υπόλοιπους αστέρες φασματικού τύπου Be, διότι, ουσιαστικά, δεν διαφέρουν από αυτούς. Οι διαφορές που παρατηρούνται στα φάσματα των «αστέρων κελύφους» και των αστέρων Be οφείλονται μόνο στη διαφορετική κλίση του άξονα περιστροφής τους και, ως εκ τούτου, στη διαφορετική γωνία παρατήρησης.

www.stavrosbooks.gr

γεγονός ότι τα περιγράμματα τους αλλοιώνονται, από γραμμές εκπομπής και από την υπέρθεση άλλων φασματικών γραμμών που βρίσκονται σε παραπλήσια μήκη κύματος (blendedlines, κυρίως φασματικές γραμμές απορρόφησης FeII, CrII, TiII και VII). Οι αλλοιώσεις λόγω της ύπαρξης άλλων υπερτιθέμενων φασματικών γραμμών συμβάλλουν λιγότερο από 25% στα παρατηρούμενα ισοδύναμα εύρη. Για να ερμηνεύσουν τα ισοδύναμα εύρη στους αστέρες φασματικών τύπων B1-B2 με όρους μικροστροβιλισμού (microturbulence), πρότειναν μια ταχύτητα της τάξης των 15 km/s, η οποία υπερβαίνει την τιμή που προκύπτει από το φάσμα στην ορατή περιοχή (4 - 5 km/s) κατά έναν αρκετά μεγάλο παράγοντα. Παρ' όλα αυτά, καθώς οι γραμμές του MgII στο υπεριώδες και οι γραμμές στα 4481 Å στην ορατή περιοχή δημιουργούνται στο ίδιο σχεδόν οπτικό βάθος στους προγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου B, θα έπρεπε να παρουσιάζουν την ίδια ταχύτητα μικροστροβιλισμού.

Η Underhill (1975) παρατήρησε οξείες συνιστώσες των ιόντων NII, C II και MgII στο φάσμα του αστέρα HD 58350 και απέδωσε τη συνιστώσα που αντιστοιχούσε σε ταχύτητα 230 km/s σε ένα αέριο νέφος που επιταχύνεται από τον αστέρα και κινείται γρήγορα προς τα έξω, ενώ τη συνιστώσα που αντιστοιχούσε σε ταχύτητα 25 km/s την απέδωσε σε ένα κινούμενο κέλυφος γύρω από τον αστέρα (movingcircumstellarshell).

Ο Collins (1974) έδειξε ότι η περιστροφή του αστέρα μπορεί να επηρεάσει τα μετρούμενα ισοδύναμα εύρη κάποιων γραμμών με τέτοιο τρόπο, ώστε μια γρήγορη περιστροφή να έχει ως αποτέλεσμα ισχυρότερες φασματικές γραμμές.

Ο Gurzadyan (1975) μελέτησε τις γραμμές συντονισμού του MgII στα φάσματα 51 σχετικά αμυδρών αστέρων με φασματικούς τύπους από B1 μέχρι K5 και βρήκε ότι υπάρχει μια εμπειρική σχέση που συνδέει το ισοδύναμο εύρος με το φασματικό τύπο του αστέρα. Στα φάσματα αστέρων με φασματικούς τύπους μεταξύ B1 και K0 οι γραμμές του MgII είναι γραμμές απορρόφησης και στους αστέρες με φασματικούς τύπους μεταξύ K1 και K5 είναι γραμμές εκπομπής. Σε μερικές περιπτώσεις, οι γραμμές αυτές παρουσιάζουν μια ευρεία απορρόφηση που συνοδεύεται από μια ασθενή εκπομπή τοποθετημένη στο κέντρο του σχηματισμού. Στους αμυδρούς αστέρες φασματικού τύπου B, τα ισοδύναμα εύρη των γραμμών του MgII είναι μικρά, και οφείλονται κυρίως στη μεσοαστρική συνιστώσα, ενώ στους λαμπρούς αστέρες φασματικού τύπου B μερικές φορές εμφανίζονται ισχυρότερες από τις θεωρητικά προβλεπόμενες. Στη μελέτη αυτή ο Gurzadyan κατέληξε στο συμπέρασμα ότι το περίγραμμα των γραμμών συντονισμού του MgII είναι σχεδόν σταθερό για έναν συγκεκριμένο φασματικό τύπο αστέρα.

Η συμπεριφορά αυτή των γραμμών συντονισμού του Mg II μελετήθηκε από τους Lamers & Snijders (1975) για αστέρες φασματικού τύπου O, B, και A, συμπεριλαμβανομένων και 14 αστέρων φασματικού τύπου Be. Οι Snijders&Lamers (1975) θεώρησαν ότι οι γραμμές του MgII είναι ευαίσθητες σε φαινόμενα Μη Τοπικής Θερμοδυναμικής Ισορροπίας, στο πεδίο ακτινοβολίας καθώς και στη δομή της ατμόσφαιρας. Θεώρησαν, ακόμη, ότι οι μεσοαστρικές γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες είναι συνήθως ισχυρές στα φάσματα των προγενέστερων αστέρων φασματικών τύπων O και B. Υπολόγισαν τα ισοδύναμα εύρη στα περιγράμματα των γραμμών συντονισμού του MgII στα 2795,523 και 2802,698 Å, των δευτερευόντων γραμμών στα 2790,768 και 2797,989 Å, καθώς επίσης και της διπλέτας στα 4481 Å στο ορατό, σε φάσματα αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων. Βρήκαν ότι σε αστέρες μεταγενέστερους του φασματικού τύπου B2, οι παρατηρούμενες και αναμενόμενες τιμές για τα ισοδύναμα εύρη, αν θεωρήσουμε Τοπική Θερμοδυναμική Ισορροπία,

www.diavlosbooks.gr

δεν παρουσιάζουν σημαντικές διαφορές, ενώ αστέρες προγενέστεροι του φασματικού τύπου B3 παρουσιάζουν ισχυρότερες γραμμές από τις αναμενόμενες. Τέλος, υπολόγισαν ότι ο μικροστροβιλισμός συνεισφέρει στο εύρος των γραμμών κατά έναν παράγοντα της τάξης των 1,3-1,5 για τους αστέρες της Κύριας Ακολουθίας και κατά έναν παράγοντα της τάξης των 2-3 για τους υπεργίγαντες.

Σύμφωνα με τους Kondo et al. (1975)*οι σχηματισμοί του MgII είναι σημαντικοί για τη μελέτη του μεσοαστρικού υλικού και της δομής των αστρικών ατμοσφαιρών, εφόσον σε πολλές περιπτώσεις, φαίνεται σαν να εγκλωβίζεται ένα σημαντικό ποσό ενέργειας στις περιοχές της ατμόσφαιρας, όπου γεννάται το MgII*. Στη συνέχεια της εργασίας τους, μελέτησαν τη σχέση μεταξύ των πυρήνων εκπομπής, εφόσον υπάρχουν, στις κεντρικές περιοχές των ισχυρών γραμμών απορρόφησης, και της ύπαρξης χρωμόσφαιρας σε αστέρες ενδιάμεσων φασματικών τύπων. Πρότειναν ότι, για τους αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων, το σημαντικότερο πρόβλημα, όσον αφορά τη χρωμόσφαιρα, είναι η φυσική διαδικασία παραγωγής ενέργειας, δηλαδή *αν είναι βάσιμη η ιδέα ότι τα ακουστικά κύματα, που παράγονται στη ζώνη μεταφοράς και εξελίσσονται σε κρουστικά κύματα (shockwaves) είναι ικανά να θερμάνουν τη χρωμόσφαιρα ή αν κυριαρχούν άλλοι μηχανισμοί*. Χρησιμοποίησαν ένα θεωρητικό φάσμα για να αναπαράγουν τις παρατηρούμενες γραμμές απορρόφησης του MgII, έτσι ώστε να έχουν μια ποσοτική εκτίμηση της έντασης των γραμμών. Η διαδικασία αυτή βασίστηκε στην ιδέα ότι οι γραμμές απορρόφησης μπορούν να προσεγγισθούν με μια κατανομή Gauss, χωρίς να λαμβάνεται υπόψη η εκπομπή και η μεσοαστρική απορρόφηση, για την οποία, σε μερικές περιπτώσεις, χρησιμοποίησαν συμπληρωματικές συναρτήσεις απορρόφησης. Με τον τρόπο αυτό, προσδιόρισαν τα ισοδύναμα εύρη και τα συνολικά εύρη στο ήμισυ βάθος (fullwidthsathalf-depth) των γραμμών συντονισμού του MgII στα 2795,523 και 2802,698 Å, καθώς επίσης και των δευτερευόντων γραμμών στα 2790,768 και 2797,989 Å. Οι τιμές που υπολόγισαν δεν παρουσίαζαν σημαντικές διαφορές με τις θεωρητικά υπολογιζόμενες. Πρότειναν ότι για τους αστέρες με φασματικούς τύπους μεταξύ B2 και B6, τα ισοδύναμα εύρη των γραμμών του MgII θα μπορούσαν να είναι ένα μέτρο της λαμπρότητας. Σημείωσαν ότι υπάρχει μία συσχέτιση μεταξύ του ισοδύναμου εύρους και της ακτινικής ταχύτητας Vsini. Για τους αστέρες με φασματικούς τύπους μεταξύ O8 και B8 παρατήρησαν σχηματισμούς εκπομπής στα φάσματα των πολύ ακραίων φασματικών υποτύπων. Απέδωσαν αυτό το φαινόμενο στο γεγονός ότι *η χρωμόσφαιρα ελαχιστοποιείται στους αστέρες B ενδιάμεσων φασματικών υποτύπων, λόγω ανάμειξης διαφόρων φυσικών μηχανισμών των προγενέστερων και μεταγενέστερων αστέρων*.

Οι Kondo et al. (1976a) θεώρησαν ότι η διπλέτα του MgII είναι ιδιαίτερα χρήσιμη για τη μελέτη των αστρικών χρωμοσφαιρών. Πρότειναν ότι η χρωμοσφαιρική εκπομπή, αν υπάρχει, μπορεί να υπονοεί την ύπαρξη μιας θετικής, προς τα έξω, θερμοβαθμίδας, στις εξώτερες περιοχές της ατμόσφαιρας. Επεσήμαναν ότι η μελέτη της ύπαρξης και της έντασης της χρωμοσφαιρικής εκπομπής είναι σημαντική για τη μελέτη της αστρικής δομής και της αστρικής ατμόσφαιρας. Η παρατηρησιακή απόδειξη για την ύπαρξη χρωμόσφαιρας στους αστέρες φασματικού τύπου B, είναι κυρίως οι ασθενείς σχηματισμοί εκπομπής στο κάτω μέρος της απορρόφησης των γραμμών συντονισμού του MgII στα 2795,523 και 2802,698 Å. Παρ' όλα αυτά, αυτή η ασθενής εκπομπή επηρεάζεται πολύ και μερικές φορές εξαφανίζεται από τις σχετικά έντονες μεσοαστρικές γραμμές απορρόφησης. Πρότειναν ότι *η ύπαρξη ενός ενδιάμεσου φασματικού τύπου, που παρουσιάζει ελάχιστες χρωμοσφαιρικές δραστηριότητες, θα μπορούσε να υπονοεί*

www.physicsbooks.gr

έναν επιπρόσθετο μηχανισμό θέρμανσης (διαφορετικό από αυτόν που οφείλεται σε ακουστικά κύματα, τα οποία δημιουργούνται στη ζώνη μεταφοράς) για τους αστέρες μεγάλης μάζας. Στην περίπτωση μιας ιδιαίτερα εκτεταμένης ατμόσφαιρας, η εκπομπή του MgII ίσως να μην αποδεικνύει την ύπαρξη χρωμόσφαιρας, αφού εκπομπή προερχόμενη από περιοχές εκτός της διεύθυνσης παρατήρησης θα μπορούσε να ενισχύει το σύνηθες φαινόμενο κατά το οποίο ένας σχηματισμός ψυχρού αερίου απορροφά μεγαλύτερο μέρος ακτινοβολίας από αυτό που εκπέμπει.

Οι Kondo et al. (1976b) τόνισαν ότι είναι δύσκολος ο καθορισμός της περιοχής προγενέστερων φασματικών τύπων, στους οποίους η χρωμοσφαιρική εκπομπή εξαφανίζεται. Αυτό οφείλεται στο γεγονός ότι οι περιαστρικές (circumstellar) και μεσοαστρικές (interstellar) γραμμές εκπομπής του MgII μπορεί να επηρεάζουν τον καθορισμό του φασματικού τύπου στον οποίο εξαφανίζεται η εκπομπή. Πρότειναν ότι θα πρέπει να υπάρχει μια αντίστοιχη μεταβολή και ως προς την τάξη λαμπρότητας. Βρήκαν ότι η απορρόφηση που οφείλεται στο κέλυφος ενισχύεται από τους ενδιάμεσους προς τους μεταγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου Β και πρότειναν ότι *αυτό μπορεί να οφείλεται στην αύξηση της θερμοκρασίας μέσα στο αέριο κέλυφος, στο οποίο το MgII μετατρέπεται σε MgIII καθώς επίσης και στην εξασθένιση των μηχανισμών οι οποίοι μπορούν να εξωθήσουν το υλικό*. Στους προγενέστερους υπεργίγαντες φασματικού τύπου Β, η διπλέτα του MgII συνίσταται στις φωτοσφαιρικές γραμμές συντονισμού, στις οποίες υπερτίθενται οι μεσοαστρικές γραμμές απορρόφησης. Στους υπεργίγαντες ενδιάμεσου φασματικού τύπου Β, η ταχύτητα του διαστελλόμενου κελύφους είναι της τάξης των 100 km/s, ίσως λόγω της μετάβασης από θέρμανση λόγω ακουστικών κυμάτων σε θέρμανση λόγω πίεσης ακτινοβολίας.

Οι Morgan et al. (1977) προσπάθησαν να ερμηνεύσουν την ύπαρξη ροής μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου Be παρατηρώντας τις γραμμές συντονισμού του MgII. Μελέτησαν τις γραμμές συντονισμού του MgII στα φάσματα των αστέρων γ Cas και ζ Tau και εντόπισαν *«σημαντικούς σχηματισμούς απορρόφησης»* (significantabsorptionfeatures) προς τ' αριστερά κάθε γραμμής απορρόφησης της διπλέτας, γεγονός που απέδωσαν στην *επιπρόσθετη απορρόφηση που λαμβάνει χώρα μέσα στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα των αστέρων*. Στον γ Cas παρατήρησαν μια δεύτερη στενή συνιστώσα, μετατοπισμένη κατά -215 km/s, δίπλα σε κάθε γραμμή στη διπλέτα. Στον ζ Tau οι γραμμές συντονισμού και οι δευτερεύουσες γραμμές ήταν μετατοπισμένες κατά -57 km/s. Κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι οι γραμμές συντονισμού του MgII στα φάσματα του ζ Tau δεν σχηματίζονται στην ίδια περιοχή με τις δευτερεύουσες γραμμές. Επεσήμαναν ότι *οι ισχυρές δευτερεύουσες γραμμές σχηματίζονται σε μια περιοχή εξωτερικά της περιοχής όπου δημιουργείται το μεγαλύτερο μέρος του ορατού φάσματος και εσωτερικά των περιοχών του περιαστρικού δίσκου (circumstellardisk), όπου δημιουργούνται οι ορατές γραμμές του κελύφους*. Τέλος, για τον αστέρα ζ Tau, υπολόγισαν μια ταχύτητα προς τα έξω, μεταξύ 60 και 120 km/s από τις περιοχές κοντά στην επιφάνεια του αστέρα μέχρι τα εξώτερα όρια του κελύφους.

Οι Kondo et al. (1977) υπολόγισαν τα ισοδύναμα εύρη των γραμμών συντονισμού του MgII στα φάσματα αστέρων με φασματικούς τύπους μεταξύ Ο και F και βρήκαν ότι αυξάνουν από τους προγενέστερους προς τους μεταγενέστερους υποτύπους Β. Αναφέρουν ότι, ενώ η εκπομπή στους αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων μπορεί να προέρχεται από τις αστρικές χρωμόσφαιρες, στην περίπτωση ενός διπλού συστήματος, η εκπομπή πρέπει να οφείλεται στο πλάσμα υψηλής θερμοκρασίας που υπάρχει μεταξύ των δύο αστέρων και όχι στη χρωμόσφαιρα του πρωτεύοντος αστέρα του συστήματος.

www.diavlos.gr

Οι Marlborough et al. (1978) επεσήμαναν ότι τα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be στο υπεριώδες είναι σύνθετα και περιέχουν πολλές γραμμές απορρόφησης που δημιουργούνται στο κέλυφος και συνήθως παρουσιάζουν μετατοπίσεις. Αντιθέτως, οι γραμμές εκπομπής εμφανίζονται σπάνια, πιθανότατα λόγω της ανεπαρκούς έκτασης και/ή πυκνότητας του περιαστρικού κελύφους (circumstellarenvelope). Σε τέσσερα φάσματα του αστέρα γ Cas, στη χρονική περίοδο δύο ετών (Νοέμβριος 1974 - Νοέμβριος 1976), εντόπισαν γραμμές εκπομπής του MgII, που παρουσίαζαν μεταβολές τόσο στη θέση όσο και στην ένταση. Εξέτασαν τρεις προτεινόμενους τύπους μοντέλων για τους αστέρες φασματικού τύπου Be, προκειμένου να ερμηνεύσουν τα φάσματα του αστέρα γ Cas: α) μοντέλα για απλούς αστέρες με διακεκριμένους δακτυλίους υλικού που είναι υπεύθυνοι για τους σχηματισμούς εκπομπής (Struve 1931a, b, McLaughlin 1961, Albert&Huang 1974, Huang 1977), β) μοντέλα διπλών συστημάτων αστέρων, στα οποία ένας συνοδός αστέρας μεταγενέστερου φασματικού τύπου χάνει υλικό έτσι ώστε να σχηματιστεί η παρατηρούμενη εκτεταμένη ατμόσφαιρα του αστέρα φασματικού τύπου Be (Križ & Harmanec 1975, Harmanec & Križ 1976), και γ) μοντέλα για απλούς αστέρες, σύμφωνα με τα οποία οι γραμμές εκπομπής προέρχονται από τις πυκνές περιοχές του αστρικού ανέμου (Poeckert & Marlborough 1978). Και οι τρεις τύποι μοντέλων απέτυχαν να ερμηνεύσουν τα παρατηρησιακά δεδομένα του αστέρα γ Cas. Έτσι, πρότειναν μια επέκταση του τρίτου μοντέλου, σύμφωνα με το οποίο η τελική ταχύτητα του αστρικού ανέμου εξαρτάται από την απόσταση από τον ισημερινό δίσκο. Σε μικρές αποστάσεις η τελική ταχύτητα του ανέμου είναι μικρή, ενώ σε μεγαλύτερες αποστάσεις είναι πολύ υψηλότερη. Ο στροβιλισμός λόγω διαφορικής περιστροφής κοντά στο ισημερινό επίπεδο είναι υπεύθυνος για τη δημιουργία στέμματος σε μεγάλες αποστάσεις, πάνω και κάτω από το ισημερινό επίπεδο. Σύμφωνα με αυτό το μοντέλο, οι παρατηρούμενες γραμμές εκπομπής στο ορατό και στο υπεριώδες δημιουργούνται στις εσωτερικές περιοχές του αστρικού ανέμου.

Οι Slettebak & Snow (1978), στη μελέτη τους για τον αστέρα γ Cas, πρότειναν ότι, αφού οι γραμμές συντονισμού του MgII είναι πολύ στενές, δεν είναι δυνατόν να είναι φωτοσφαιρικές, αλλά περιαστρικές (circumstellar) ή, πιθανότερα, μεσοαστρικές (interstellar). Εντόπισαν μια στενή συνιστώσα εκπομπής μετατοπισμένη προς το κόκκινο κατά 0,7 Å, περίπου, ως προς το κέντρο κάθε γραμμής MgII, μετατόπιση που αντιστοιχεί σε ταχύτητα 85 km/s.

Οι de Jager et al. (1979) μελέτησαν τα φάσματα 33 αστέρων όλων των φασματικών τύπων από το δορυφόρο BUSS (ανάλυση 0,1 Å). Οι δευτερεύουσες γραμμές, που ήταν εμφανείς στις παρατηρήσεις των Morgan et al. (1977), είχαν ουσιαστικά εξαφανιστεί, ενώ οι γραμμές συντονισμού ήταν ιδιαίτερα ισχυρές. Παρατήρησαν μεταβαλλόμενη απώλεια μάζας από τους μεταγενέστερους B υπεργίγαντες, λόγω *έκτακτων αστρικών, μικρής διάρκειας, αλλά έντονων, εξώσεων μάζας (puffs) που υπερτίθενται σε έναν ουσιαστικά σταθερό άνεμο*. Στο φάσμα του αστέρα β Ori φασματικού τύπου B8, οι γραμμές συντονισμού του MgII εμφανίζονται μετατοπισμένες κατά -190 km/s. Το γεγονός αυτό υποδεικνύει ότι *υπάρχουν συγκεντρώσεις στοιχείων χαμηλού ιονισμού στον αστρικό άνεμο, λόγω σημαντικών μεταβολών της πυκνότητας*. Οι αστέρες φασματικού τύπου Be παρουσίαζαν πολύ ισχυρές και οξείες γραμμές συντονισμού. Η μη μεσοαστρική συνιστώσα παρουσιαζόταν μετατοπισμένη σημαντικά προς τα μεγαλύτερα μήκη κύματος (περίπου +50 km/s), υπονοώντας ότι τη στιγμή της παρατήρησης εμφανιζόταν νέο υλικό στο κέλυφος (Hubert – Delplace & vanderHucht 1978) ή υποδεικνύοντας συστολή του υλικού (Doazan 1982). Όλο αυτό ερχόταν σε

www.diavlos.gr

αντίθεση με τη συμπεριφορά των θερμών περιοχών της εξώτερης ατμόσφαιρας, όπου μετατοπίσεις της τάξης των -120 km/s παρατηρήθηκαν από τον Heap (1975) στις γραμμές του CIV. Είναι φανερό ότι η ερμηνεία της κίνησης στην εξώτερη ατμόσφαιρα των αστέρων φασματικού τύπου Be απαιτεί ταυτόχρονες παρατηρήσεις στην ευρύτερη δυνατή περιοχή μηκών κύματος.

Πολλοί ερευνητές παρατήρησαν ότι οι γραμμές συντονισμού του Mg II στο υπεριώδες (λλ 2795,523 και 2802,698 Å) εμφανίζουν πτέρυγες εκπομπής σε μερικούς αστέρες φασματικού τύπου Be (Slettebak & Snow 1978, deJager et al. 1979, Danezis et al. 1991).

Οι Lamers et al. (1980) μελέτησαν τα φάσματα 9 αστέρων τύπου Ap, Bp, Be, Bn και shell και βρήκαν ότι οι γραμμές του MgII, στους αστέρες φασματικού τύπου Be εμφανίζονται πιο ασθενείς από τις αντίστοιχες των κλασικών αστέρων και ότι οι αστέρες Bp, Bn και shell παρουσιάζουν αναμενόμενες γραμμές MgII.

Οι Bruhweiler et al. (1982) μελέτησαν τις γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be: γ Cas, φ Per και υ Cyg και πρότειναν ότι η εκπομπή του MgII είναι ένα κανονικό φαινόμενο στους αστέρες φασματικού τύπου Be, αφού εμφανίζεται σε όλα τα μελετούμενα φάσματα. Οι γραμμές απορρόφησης του MgII εμφανίζονται μετατοπισμένες ως προς τις γραμμές εκπομπής κατά 5-10 km/s. Έτσι, ένα μέρος των γραμμών απορρόφησης πρέπει να δημιουργείται στο βραδέως διαστελλόμενο κέλυφος και ένα άλλο μέρος θεωρείται ότι προέρχεται από το μεσοαστρικό υλικό. Πρότειναν ότι η εκπομπή, η οποία πρέπει να δημιουργείται σε μια περιοχή χαμηλού ιονισμού και μικρής ταχύτητας διαστολής, οφείλεται σε έναν μηχανισμό Bowen (1947)* λόγω της γραμμής Lyβ, αφού τα εύρη των εκπομπών της σειράς Balmer και του MgII είναι συγκρίσιμα. Αυτό σημαίνει ότι η εκπομπή του MgII πρέπει να δημιουργείται στην ίδια περιοχή όπου δημιουργείται το φάσμα επανασύνδεσης (recombinationspectrum) του υδρογόνου.

Από το 1980 έγιναν ελάχιστες μελέτες για τη διπλέτα του MgII σε φάσματα αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων. Αντιθέτως, πολλοί ερευνητές μελέτησαν συστηματικά τις γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες στα φάσματα αστέρων μεταγενέστερων φασματικών τύπων. Για παράδειγμα, οι Linsky (1980), Ayres et al. (1981), Stencel et al. (1980) μελέτησαν την εκπομπή του MgII, ώστε να ερμηνεύσουν το συσχετισμό μεταξύ της χρωμοσφαιρικής εκπομπής και των ιδιοτήτων της ζώνης μεταφοράς. Η Böhm-Vitense (1982) εντόπισε ασθενή εκπομπή σε γρήγορα περιστρεφόμενους προγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου F. Οι Allocchio et al. (1984) πρότειναν ότι τα περιγράμματα των εκπομπών στις γραμμές συντονισμού του MgII στο υπεριώδες είναι πολύ χρήσιμα για τον προσδιορισμό των φυσικών ιδιοτήτων των αστρικών χρωμοσφαιρών στους αστέρες μεταγενέστερων φασματικών τύπων. Οι Hartmann et al. (1984) βρήκαν ότι η εκπομπή του MgII εξαρτάται σημαντικά από την περίοδο περιστροφής του αστέρα. Αυτή η εξάρτηση σχετίζεται με το φασματικό τύπο, με τέτοιο τρόπο, ώστε οι ιδιότητες της ζώνης μεταφοράς είναι σημαντικές για την καθιέρωση του επιπέδου της χρωμοσφαιρικής εκπομπής. Η Mullan (1984a, b) πρότεινε ότι η ασυμμετρία στις γραμμές του MgII

*Μηχανισμός (φθορισμού)Bowen(Bowen(fluorescence)mechanism): Μηχανισμός που διατυπώθηκε από τον IraBowen, σύμφωνα με τον οποίο οι ιδιαίτερα ισχυρές γραμμές του OIII που εμφανίζονται στα φάσματα κάποιων πλανητικών νεφελωμάτων είναι αποτέλεσμα φθορισμού, λόγω διέγερσης με ακτινοβολία, όταν η εκπομπή HeII και Lyα ανυψώνει τη στάθμη $2p^2 {}^3P$ του OIII στη στάθμη $2p3d {}^3P$. Αυτό οδηγεί σε αυξημένη εκπομπή κατά την επιστροφή των ηλεκτρονίων στις καταστάσεις $2p3p {}^3P$, ${}^3S$, και ${}^3D$. Το φαινόμενο αυτό μπορεί να ισχύει και στην περίπτωση γραμμών εκπομπής άλλων ιόντων.

www.stavrosbooks.gr

και η εκπομπή, η μετατοπισμένη προς το μπλε, οφείλονται στις «*Συμπεριστρεφόμενες Περιοχές Αλληλεπίδρασης*» (CorotatingInteractionRegions, CIRs), που εμφανίζονται στους αστρικούς ανέμους των αστέρων μεταγενέστερων φασματικών τύπων. Οι Smith et al. (1991) πρότειναν ότι η φασματοσκοπία χαμηλής ανάλυσης των γραμμών του MgII μπορεί να δώσει σημαντικές πληροφορίες για το επίπεδο της χρωμοσφαιρικής δραστηριότητας των αστέρων της Κυρίας Ακολουθίας και επομένως και για την ηλικία τους. Σύμφωνα με τους Gurzadyan & Perez (1991), σε στενά διπλά συστήματα αστέρων, οι γραμμές απορρόφησης και εκπομπής του MgII που εμφανίζουν οι αστέρες μεταγενέστερων φασματικών τύπων που εκπέμπουν στα ραδιοκύματα δεν είναι χρωμοσφαιρικής προέλευσης, αλλά δημιουργούνται σε δύο νέφη (ένα νέφος απορρόφησης και ένα νέφος εκπομπής) μεταξύ των δύο αστέρων του διπλού συστήματος. Τα νέφη εκπομπής και απορρόφησης βρίσκονται σε διαρκή κίνηση με ταχύτητες 50 km/s και 70 km/s αντίστοιχα. Τέλος, οι Hunsch & Reimers (1993) πρότειναν ότι οι γραμμές απορρόφησης του MgII υποδεικνύουν έναν ψυχρό αστρικό άνεμο.

Η Doazan (1982) αναφέρει ότι οι γραμμές του MgII στους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι στατιστικά είτε ασθενέστερες από τις αντίστοιχες γραμμές στους κανονικούς αστέρες φασματικού τύπου B, είτε ισχυρότερες, υποδεικνύοντας μια επιπρόσθετη απορρόφηση στο ψυχρό περίβλημα. Στην πραγματικότητα, τα πράγματα είναι περίπλοκα, αφού στις γραμμές αυτές μπορούν να παρουσιάζονται ταυτόχρονα εκπομπή και απορρόφηση από αυτό το περίβλημα.

ΟιDanezis (1987) και Danezis et al. (1991) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αερίου κελύφους του αστέρα AXMon, που ελήφθη από τον δορυφόρο IUE (στη φάση 0,568) και παρατήρησαν ότι οι γραμμές απορρόφησης πολλών ιόντων διαφορετικών δυναμικών ιονισμού και όχι μόνο αυτών που παρουσιάζουν περίγραμμα PCygni, συνοδεύονται από δύο ισχυρές συνιστώσες απορρόφησης του ίδιου ιόντος και του ίδιου μήκους κύματος, μετατοπισμένες κατά διαφορετικά Δλ, στην ιώδη πλευρά κάθε κύριας φασματικής γραμμής. Αυτό σημαίνει ότι οι περιοχές δημιουργίας αυτών των φασματικών γραμμών δεν είναι συνεχείς, αλλά αποτελούνται από ένα πλήθος ανεξάρτητων πυκνωμάτων ύλης, τα οποία μπορούν να περιστρέφονται και να κινούνται με διαφορετικές φαινόμενες ταχύτητες.

Οι Sahade et al. (1984) και οι Sahade& Brandi (1985) εντόπισαν την ύπαρξη των δορυφορικών συνιστωσών πολλών ιόντων, εκ των οποίων και του MgII, στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα AXMon στη φάση 0,095. Για τις συνιστώσες απορρόφησης των γραμμών συντονισμού του MgII υπολόγισαν ταχύτητες μεταξύ -200 km/s και -250 km/s. Επίσης, ο Hutsemékers (1985) μελετώντας το υπεριώδες φάσμα του HD 50138, ενός άλλου αστέρα φασματικού τύπου Be, παρατήρησε ένα πλήθος δορυφορικών συνιστωσών που συνόδευαν τις κύριες φασματικές γραμμές.

Οι Laskarides et al. (1992a) παρατήρησαν μία ακόμη δορυφορική συνιστώσα στις γραμμές ιόντων χαμηλού δυναμικού ιονισμού στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα AXMon, στην κόκκινη πλευρά των κύριων γραμμών απορρόφησης. Η ύπαρξη των φασματικών γραμμών στην κόκκινη πλευρά των κύριων γραμμών είχε προταθεί από την Doazan (1982). Αυτό το γεγονός υποδεικνύει συστολή των εξωτερικών περιοχών του αερίου κελύφους.

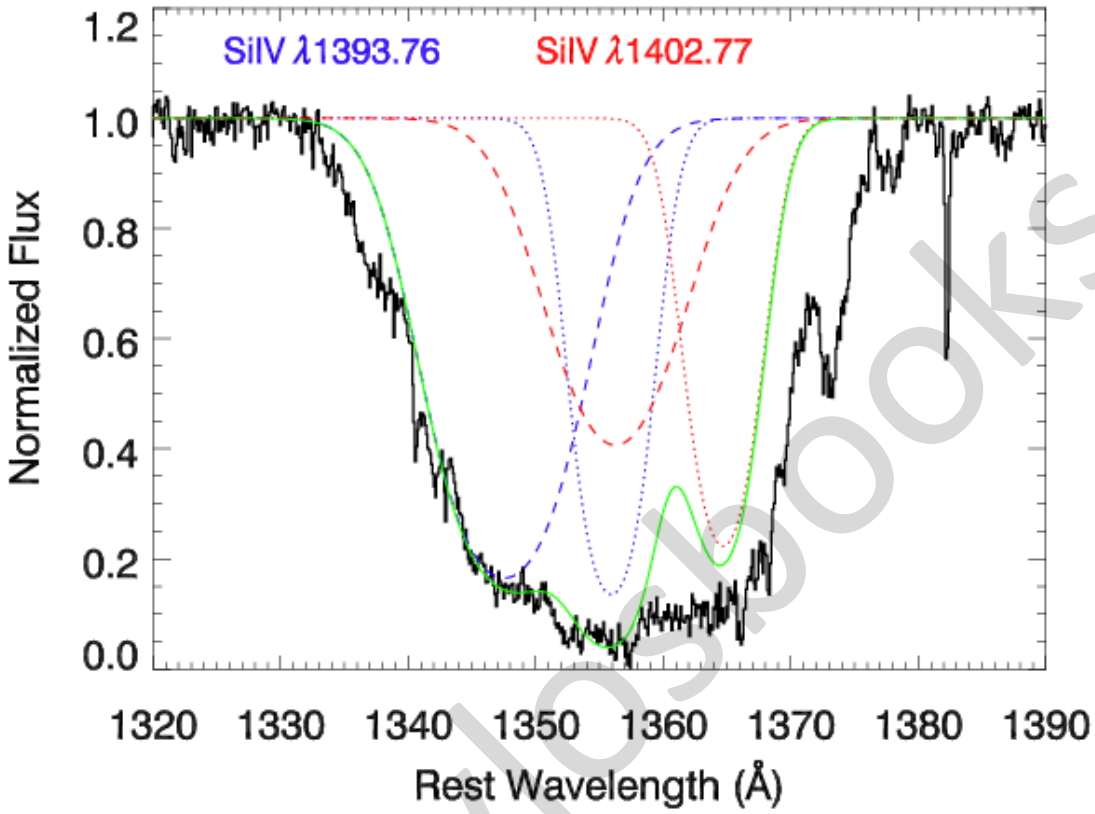
Η Cidale (1998), για να υπολογίσει τα περιγράμματα των γραμμών του MgII, βασίστηκε σε ένα μοντέλο για τις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Be, το οποίο ονομάζεται «*μοντέλο χρωμοσφαιρικού ανέμου*» (*chromospheric-windmodel*) και προτείνει ότι η ατμόσφαιρα αποτελείται από μια κλασική φωτόσφαιρα, μια διαστελλόμενη, υψηλής θερμοκρασίας χρωμόσφαιρα

www.diavlos.gr

και ένα ψυχρό κέλυφος. Οι γραμμές του MgII δημιουργούνται σε ένα μη περιστρεφόμενο και σφαιρικά διαστελλόμενο μέσο. Άλλοτε είναι γραμμές καθαρής απορρόφησης και άλλοτε εμφανίζουν πτέρυγες εκπομπής και πυρήνες απορρόφησης (Dachs 1980, Doazan et al. 1991). Οι γραμμές εμφανίζουν περίγραμμα P Cygni ή μεταβαλλόμενες συνιστώσες απορρόφησης μετατοπισμένες προς το μπλε με ταχύτητες μεταξύ -50 και -200 km/s. Δεν υπάρχει σχέση μεταξύ της εκπομπής και του φασματικού τύπου ή της ακτινικής ταχύτητας Vsini. Αντιθέτως, αυτά τα περιγράμματα των γραμμών εξαρτώνται από τη δομή της θερμοκρασίας και από τις κατανομές της ταχύτητας και της πυκνότητας. Συγκεκριμένα, ο νόμος της ταχύτητας καθορίζει το σχήμα των περιγραμμάτων και την έκταση των περιοχών που δημιουργούν τις γραμμές. Υψηλές βαθμίδες ταχύτητας έχουν ως αποτέλεσμα εκτεταμένες περιοχές, που δημιουργούν γραμμές συντονισμού με δύο συνιστώσες απορρόφησης ή περίγραμμα PCygni. Σ' αυτή την περίπτωση, η μετατόπιση της συνιστώσας προς το μπλε αντιστοιχεί στην ταχύτητα των πιο εξωτερικών περιοχών, που στη γενική περίπτωση βρίσκονται στο ψυχρό κέλυφος. Σ' αυτή τη μελέτη η Cidale πρότεινε ότι η μη μετατοπισμένη συνιστώσα δημιουργείται στη φωτόσφαιρα, ενώ η μετατοπισμένη προς το μπλε συνιστώσα και η εκπομπή δημιουργούνται στις πιο εξωτερικές περιοχές. Διατύπωσε την υπόθεση ότι ένα επιβραδυνόμενο κύμα του αστρικού ανέμου θα είχε ως αποτέλεσμα τη δημιουργία πυκνών εξωτερικών περιοχών, απ' όπου προέρχεται η εκπομπή. Η εκπομπή, που συνδέεται με την ύπαρξη χρωμόσφαιρας, είναι πολύ ασθενής ή δεν υπάρχει καν στα φάσματα των αστέρων προγενέστερων φασματικών υποτύπων. Γίνεται εντονότερη στους ενδιάμεσους υποτύπους και εμφανίζεται αρκετά ισχυρή στους μεταγενέστερους υποτύπους, υπονοώντας την ύπαρξη χρωμόσφαιρας.

Οι Danezis et al. (2000a, b, c) ερμήνευσαν την εκπομπή στην ερυθρά πτέρυγα των γραμμών απορρόφησης, ως αποτέλεσμα συσσώρευσης της κινητικής ενέργειας, η οποία, κατά ένα ποσοστό, συνεισφέρει στην αύξηση της κινητικής θερμοκρασίας και κατά το υπόλοιπο εκπέμπεται. Η συσσώρευση αυτή της κινητικής ενέργειας οφείλεται στην ύπαρξη συστελλόμενων και διαστελλόμενων κυμάτων ύλης.

www.diavlosbooks.gr



Γραμμές συντονισμού του SiIV στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Oe και Be αστέρες

www.diavlosbooks.gr

Ιστορική αναδρομή

Οι γραμμές συντονισμού του SiIV στο υπεριώδες (λλ 1393,755 και 1402,77 Å) δημιουργούνται από τη μετάπτωση $3s^2S$-$3p^2P^0$. Αυτές οι δύο γραμμές παρατηρούνται συνήθως ως έντονοι σχηματισμοί στα φάσματα των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων και χρησιμεύουν σαν ένα χρήσιμο εργαλείο για τη μελέτη της δομής των αντίστοιχων αστρικών ατμοσφαιρών. Για το λόγο αυτό, μελετήθηκαν από πολλούς ερευνητές.

Η Underhill (1974, 1975) μελέτησε υπεριώδη φάσματα του αστέρα η CMa φασματικού τύπου B5Ia και παρατήρησε οξείες συνιστώσες των γραμμών των ιόντων CII, NI, MgII, FeII και SiIV, που υποδείκνυαν ταχύτητες της τάξης των -25 km/s, ως προς τον αστέρα. Πρότεινε ότι *ένας σχηματισμός στο φάσμα θεωρείται ότι προέρχεται από το περιαστρικό υλικό αν εμφανίζεται οξύτερος από τη μέση φασματική γραμμή* και ότι *οι γραμμές, για τις οποίες το δυναμικό διέγερσης της χαμηλότερης στάθμης δεν είναι μηδέν, μάλλον σχηματίζονται σε ένα κέλυφος ή νέφος γύρω από τον αστέρα, όπου η πυκνότητα είναι ικανή να διατηρεί ένα χαμηλό επίπεδο διέγερσης, ενώ οι γραμμές που προέρχονται από τη θεμελιώδη στάθμη μπορούν να προέρχονται από το περιαστρικό ή μεσοαστρικό υλικό*. Κατέληξε, επομένως, στο συμπέρασμα ότι αυτές οι γραμμές προέρχονται από ένα κέλυφος γύρω από τον αστέρα, το οποίο κινείται με την προαναφερθείσα ταχύτητα.

Οι Snow & Marlborough (1976), στη μελέτη τους για την αποβολή μάζας από τους αστέρες φασματικού τύπου Be, θεώρησαν ότι οι φασματικές γραμμές υποδηλώνουν απώλεια μάζας μόνο αν παρουσιάζουν ασυμμετρίες, που δεν οφείλονται σε υπερκαλύψεις γραμμών (blends) και πρότειναν ότι στην περίπτωση γραμμών συντονισμού, όπως αυτές του SiIV λλ 1393,755, 1402,77 Å, οι ασυμμετρίες υποδηλώνουν απώλεια μάζας, μόνο αν εμφανίζονται και στις δύο γραμμές. Εντόπισαν δύο δευτερεύουσες συνιστώσες στις γραμμές συντονισμού του SiIV, στα φάσματα του αστέρα 59 Cyg, σε ταχύτητες -350 και -250 km/s.

Οι Snow & Morton (1976), σε μία εκτεταμένη έρευνα για τα φαινόμενα απώλειας μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου O και B, στο υπεριώδες, παρατήρησαν ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV υποδείκνυαν έντονα απώλειας μάζας, στην υπό μελέτη φασματική περιοχή. Οι υπεργίγαντες αστέρες φασματικού τύπου από O4I μέχρι B0,5I παρουσίαζαν ισχυρά περιγράμματα PCygni, ενώ οι αστέρες φασματικών τύπων μεταγενέστερων των B8Ia παρουσίαζαν μετατοπισμένες απορροφήσεις.

Οι Panek & Savage (1976), στη μελέτη τους 118 φασμάτων αστέρων φασματικών τύπων O και B, από το δορυφόρο OAO-2, παρατήρησαν ότι η ένταση των γραμμών του SiIV στο υπεριώδες εξαρτάται από το φασματικό τύπο και την τάξη λαμπρότητας. Στην περίπτωση των νάνων αστέρων, η ένταση των γραμμών του SiIV αυξάνει από τους αστέρες φασματικού τύπου O προς τους B, παρουσιάζει ένα μέγιστο στους φασματικούς τύπους B0-B1, ενώ οι γραμμές αυτές εξαφανίζονται σε αστέρες μεταγενέστερους των B3. Τέλος, παρατήρησαν ότι η ένταση των γραμμών αυτών αυξάνει από τους νάνους προς τους υπεργίγαντες αστέρες.

Οι Henizeetal. (1976) παρατήρησαν ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV στο υπεριώδες εμφανίζονται ισχυρότερες στα φάσματα των κανονικών αστέρων B0-B2, απ' ό,τι στα φάσματα αστέρων εκπομπής ίδιου φασματικού τύπου. Στα φάσματα αστέρων φασματικών τύπων μεταγενέστερων των B3 οι γραμμές αυτές εξαφανίζονται.

www.SiamBooks.gr

Ο Snow (1977) παρατήρησε στενές συνιστώσες των γραμμών απορρόφησης των ιόντων SiIV, CIII και NV στο υπεριώδες φάσμα 15 αστέρων φασματικών τύπων Ο και Β. Οι συνιστώσες αυτές βρίσκονταν σε υπέρθεση με τις ευρείες συνιστώσες απορρόφησης των περιγραμμάτων P Cygni. Οι περισσότερες εμφάνιζαν σταθερές ταχύτητες, αλλά, σε κάποιες περιπτώσεις, μεταβλητή ένταση. Πρότεινε ότι, αφού η ταχύτητα είναι σταθερή, θα πρέπει αυτές οι γραμμές να *δημιουργούνται εξαιτίας μιας σταθερής δομής μέσα στον αστρικό άνεμο*. Αναφέρει ότι η αρχική υπόθεση ήταν πως «οι ευρείες συνιστώσες απορρόφησης» προέρχονται από πυκνώματα ύλης μέσα στους αστρικούς ανέμους, όπως είναι τα κρουστικά μέτωπα (shockfronts) ή οι φυσαλίδες αερίου (blobsofgas), που απομακρύνονται ακτινικά από τους αστέρες. Πρότεινε ότι αυτοί οι σχηματισμοί, μάλλον, *αναπαριστούν είτε θερμοβαθμίδες, είτε περιοχές ίσης ταχύτητας στο εν γένει διάγραμμα του πεδίου ταχυτήτων (plateaus)*. Σε αυτές τις περιπτώσεις, δεν είναι απαραίτητη η ύπαρξη πυκνωμάτων ύλης για το σχηματισμό των παρατηρούμενων φασματικών γραμμών. Όμως, επειδή οι «στενές συνιστώσες απορρόφησης» διαφορετικών ιόντων σε έναν αστέρα, συνήθως, δεν εμφανίζονται με την ίδια ταχύτητα, απαιτείται η ύπαρξη πολλών plateaus ταχυτήτων, σε διαφορετικές θερμοκρασίες ιονισμού. Στην περίπτωση της θερμοβαθμίδας, μια τέτοια δυσκολία αποφεύγεται, αλλά τότε τα χαμηλότερα επίπεδα ιονισμού θα πρέπει να δημιουργούν στενές συνιστώσες σε υψηλότερες ταχύτητες, ενώ κάτι τέτοιο δεν παρατηρήθηκε.

Οι Lamers & Snow (1978) πρότειναν ότι οι γραμμές συντονισμού του Si IV στο υπεριώδες παρατηρούνται στα φάσματα όλων σχεδόν των αστέρων που παρουσιάζουν φαινόμενα απώλειας μάζας. Προκειμένου να ξεχωρίσουν τις φωτοσφαιρικές από τις περιαστρικές γραμμές του Si IV στηρίχτηκαν στην παρουσία ή απουσία των εκτεταμένων μπλε πτερύγων ή στη μετατόπιση του κέντρου της γραμμής προς μικρότερα μήκη κύματος. Παρατήρησαν ότι στα φάσματα κάποιων αστέρων φασματικού τύπου B3V και μεταγενέστερων αυτού εμφανίζονταν οι μετατοπισμένες περιαστρικές γραμμές του SiIV, ενώ η φωτοσφαιρική συνιστώσα δεν εμφανιζόταν. Η μετατοπισμένη συνιστώσα του Si IV, εντοπιζόταν στα φάσματα αστέρων φασματικού τύπου B5V και μεταγενέστερων αυτού. Πρότειναν ότι *ο υψηλός βαθμός ιονισμού υποδεικνύει την παρουσία ενός κελύφους (envelope) υψηλής θερμοκρασίας και όχι χαμηλής*, αφού *παρατηρήθηκαν γραμμές Si IV σε κελύφη αστέρων της Κυρίας Ακολουθίας, οι οποίοι είναι πολύ ψυχροί για να εμφανίζουν Si IV ακόμα και στις φωτόσφαιρές τους*. Θεώρησαν ότι ο ιονισμός λόγω ακτινοβολίας δεν αρκεί για να ερμηνεύσει την παρουσία ιόντων Si IV. Έτσι, πρότειναν ότι η απαιτούμενη υψηλή θερμοκρασία της τάξης των 1-2 $\times 10^5$K εμφανίζεται στα υψηλότερα στρώματα του κελύφους που περιβάλλει τον αστέρα, όπου τα ιόντα του SiIV δημιουργούνται από ιονισμό λόγω συγκρούσεων (collisionalionization). Οι υπεργίγαντες αστέρες με φασματικούς τύπους μεταγενέστερους των B3 εμφανίζουν γραμμές Si IV που δημιουργούνται στα αστρικά κελύφη, ενώ δεν εμφανίζονται γραμμές NV και OVI. Τέλος, παρατήρησαν ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be και οι αστέρες κελύφους (shellstars) εμφανίζουν μετατοπισμένες συνιστώσες των γραμμών του SiIV.

Οι Slettebak & Snow (1978) και οι Marlborough et al. (1978) μελέτησαν υπεριώδη φάσματα του αστέρα γ Cas, όπου, στον πυρήνα των έντονων και ασύμμετρων γραμμών απορρόφησης του SiIV, εντόπισαν μια στενή εκπομπή, που μεταβάλλεται με το χρόνο.

www.klaviobooks.gr

Οι Henize et al. (1981), πρότειναν ότι οι γραμμές του SiIV και του C IV στο υπεριώδες αποτελούν ένα χρήσιμο κριτήριο για τη φασματική ταξινόμηση των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων, καθώς αυτές οι γραμμές είναι οι ισχυρότερες και οι πλέον μεταβλητές στην περιοχή του μακρινού υπεριώδους. Στην περίπτωση των θερμών αστέρων με τάξεις λαμπρότητας IV και V, παρατήρησαν ότι οι γραμμές απορρόφησης του SiIV δεν εμφανίζονται στα φάσματα των αστέρων που είναι προγενέστεροι του O9, εμφανίζουν ένα μέγιστο στους B1 και εξασθενούν μέχρι να εξαφανιστούν μετά τους αστέρες B3. Όμως, στην περίπτωση των αστέρων τάξης λαμπρότητας από I μέχρι III, οι γραμμές του SiIV είναι πολύ έντονες και εμφανίζουν εκπομπή στους υπεργίγαντες μεταξύ O4-B0, ενώ εξασθενούν και η εκπομπή εξαφανίζεται μετά τους υπεργίγαντες B3. Θεώρησαν ότι η απουσία της εκπομπής στους υπεργίγαντες B1 είναι ένα χρήσιμο κριτήριο για το διαχωρισμό τους από τους προγενέστερους υπεργίγαντες.

Οι Kondo et al. (1981) μελέτησαν το διπλό σύστημα UCephei, το οποίο αποτελείται από έναν πρωτεύοντα αστέρα φασματικού τύπου B7V και έναν δευτερεύοντα φασματικού τύπου G8III-IV. Παρατήρησαν ρηχές και ευρείες γραμμές απορρόφησης του SiIV στο αστρικό φάσμα, από τις οποίες υπολόγισαν ταχύτητα περιστροφής της τάξης των 300 km/s, γεγονός που τους οδήγησε στο συσχετισμό των γραμμών αυτών με τη φωτόσφαιρα του πρωτεύοντα αστέρα φασματικού τύπου B. Ανέφεραν μεταβολές στην ολική απορρόφηση, πιθανότατα λόγω θερμών περιοχών στον αστέρα φασματικού τύπου B και φαινόμενα αέριων ρευμάτων. Συγκρίνοντας με φάσματα αστέρων φασματικού τύπου B στο μακρινό υπεριώδες, υπολόγισαν ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV και του CIV είναι πολύ ισχυρές για να δημιουργούνται σε έναν αστέρα φασματικού τύπου B7, ενώ είναι συγκρίσιμες με τις αντίστοιχες γραμμές στα φάσματα των αστέρων φασματικών τύπων B0-B1. Πρότειναν ότι *οι γραμμές του SiIV και του CIV προέρχονται από μια περιοχή πάνω από τη ζώνη μεταφοράς της φωτόσφαιρας, ενώ το υλικό από το ρεύμα αερίου που καταρρέει δημιουργεί μια ψευδοφωτόσφαιρα, η θερμοκρασία της οποίας είναι υψηλότερη από την αντίστοιχη θερμοκρασία της φωτόσφαιρας που παρατηρείται από το έδαφος. Αυτή η ψευδοφωτόσφαιρα μπορεί να βρίσκεται κυρίως κατά μήκος της ισημερινής περιοχής του αστέρα φασματικού τύπου BV*. Αναφέρουν ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV και του CIV εμφανίζουν χαρακτηριστικά αέριων ρευμάτων και, πιθανότατα, θερμών περιοχών στον αστέρα φασματικού τύπου B, τα οποία οφείλονται σε θερμό αέριο ρεύμα χαμηλής πυκνότητας που προέρχεται από τον αστέρα φασματικού τύπου G και ακολουθεί μια τροχιά 270º γύρω από τον αστέρα B, πριν διαφύγει από το σύστημα. Τέλος, πρότειναν ότι *η απουσία εκπομπής υποδεικνύει ότι ο συνολικός όγκος που καταλαμβάνεται από το αέριο ρεύμα μεγάλης πυκνότητας είναι μικρότερος από τον όγκο του αστέρα B*.

Οι Gathier et al. (1981) αφού μελέτησαν 25 αστέρες φασματικού τύπου μεταξύ O4 και B1 πρότειναν μια θεωρητική μέθοδο αναπαραγωγής των περιγραμμάτων των γραμμών (profilefitting). Συγχρόνως, εντόπισαν επιπρόσθετες, μη φωτοσφαιρικές ή μεσοαστρικές απορροφήσεις, οι οποίες βρίσκονταν σε υπέρθεση με τα παρατηρούμενα περιγράμματα PCygni. Αυτοί οι σχηματισμοί παρατηρήθηκαν σε γραμμές διαφορετικών ιόντων του ίδιου αστέρα και παρουσίαζαν ίδια μετατόπιση Doppler (Lamersetal., 1982). Στην περίπτωση γραμμών συντονισμού, αυτές οι φασματικές γραμμές εμφανίζονταν και στα δύο μέλη, με την ίδια μετατόπιση Doppler. Αυτοί οι σχηματισμοί ταυτίστηκαν με τις «στενές συνιστώσες απορρόφησης» που μελέτησε ο Snow (1977).

www.diavlosbooks.gr

Ο Marlborough (1982) πρότεινε ότι αν υπάρχουν διαφορές μεταξύ των υπεριωδών φασμάτων των αστέρων φασματικών τύπων Be και B του ίδιου φασματικού υποτύπου, οι εμφανιζόμενες διαφορές των περιγραμμάτων θα πρέπει να προέρχονται από περιαστρικό υλικό, όπως για παράδειγμα ένα περιαστρικό κέλυφος (circumstellarenvelope), το οποίο περιέχει θερμές και ψυχρές περιοχές. Στην περίπτωση ενός τέτοιου κελύφους απαιτούνται επιπλέον πηγές και μηχανισμοί ιονισμού. Επίσης, παρατήρησε την ύπαρξη αστρικών ανέμων και ακτινικές κινήσεις στις φωτόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Be. Για το λόγο αυτό, πρότεινε ότι κάποιοι αστέρες φασματικού τύπου B και Be μπορεί να έχουν δυναμικές και/ή ασταθείς φωτόσφαιρες. Τέλος, πρότεινε ότι το ψυχρό περιαστρικό κέλυφος είναι η βαθύτερη, πυκνότερη και η με τη μικρότερη ταχύτητα κινούμενη περιοχή του αστρικού ανέμου, η οποία παρουσιάζει μικρή ταχύτητα επέκτασης κοντά στον αστέρα και η οποία παρουσιάζεται σε όλους τους αστέρες φασματικού τύπου Be (Marlborough, 1977, Snow et al., 1979).

Οι Marlborough (1982) και Marlborough & Peters (1982) παρατήρησαν ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV στο υπεριώδες είναι εμφανείς σε φάσματα αστέρων φασματικού τύπου B5. Παρατήρησαν επίσης την εμφάνισή τους σε φάσματα ψυχρότερων αστέρων φασματικού τύπου B8. Ανέφεραν ότι η ένταση των γραμμών αυτών μεταβάλλεται, αλλά δεν παρατήρησαν ολική εξαφάνισή τους. Τέλος, υπολόγισαν ότι οι γραμμές του Si IV και του CIV στο υπεριώδες εξασθενούν με τη μείωση της Vsini και πρότειναν ότι αυτό ίσως οφείλεται στη θερμή περιοχή του περιαστρικού κελύφους, η οποία δεν παρουσιάζει σφαιρική συμμετρία.

Οι Henrichs et al. (1983) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αστέρα γ Cas φασματικού τύπου B0,5IVe και παρατήρησαν «στενές συνιστώσες απορρόφησης» των γραμμών των ιόντων SiIV, CIV και NV, τις οποίες απέδωσαν σε *μια αιφνιδίως μεταβαλλόμενη και μεγάλης έντασης αύξηση της απώλειας μάζας από τον αστέρα*. Σε μερικά φάσματα εμφανίζονται δύο ή τρεις συνιστώσες με διαφορετικές ταχύτητες. Παρατήρησαν ισχυρές μεταβολές στο σχήμα αυτών των γραμμών, με ταχύτητες μεταξύ -650 και -1.500 km/s και με «παράμετρο διεύρυνσης υ_t» (broadeningparameter υ_t)* της τάξης των 90 km/s. Πρότειναν ότι διαδοχική επέκταση της ύλης, η οποία θεωρείται σφαιρικά συμμετρική, είναι υπεύθυνη για τη συμπεριφορά αυτών των στενών γραμμών. Ανέφεραν ότι *αυτές οι γραμμές δημιουργούνται σε μια γρήγορα επεκτεινόμενη περιοχή του αστρικού ανέμου, η οποία έχει μεγαλύτερη πυκνότητα από τον περιβάλλοντα «ομαλό» άνεμο και η οποία προέκυψε από μια επαυξημένη ροή μάζας από τον αστέρα κατά τη διάρκεια μιας μικρής χρονικής περιόδου*. Τέλος, πρότειναν ότι η εμφάνιση και η μεταβλητότητα των υψηλής ταχύτητας στενών συνιστωσών απορρόφησης είναι γενικά χαρακτηριστικά των αστέρων φασματικού τύπου Be και άλλων αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων και επομένως είναι ένα τυπικό φαινόμενο των περισσότερων αστέρων φασματικών τύπων OB.

Ο Plavec (1983) μελέτησε το διπλό σύστημα αστέρων UCephei και κατέληξε στο συμπέρασμα ότι οι γραμμές απορρόφησης και εκπομπής του Si IV είναι οπτικά πυκνές, αφού δημιουργούνται σε μια οπτικά πυκνή περιοχή άγνωστης ακτινικής έκτασης, η οποία, πιθανότατα, περιβάλλει όλο τον αστέρα κατά μήκος του ισημερινού και η οποία *μπορεί να είναι πυκνή, πιθανώς αποτελούμενη από λεπτές συγκρουόμενες και διαταρασσόμενες περιοχές*.

* Η «*παράμετρος διεύρυνσης*»(*broadeningparameter* υ_t)είναι η ταχύτητα που αντιστοιχεί στο εύρος της γραμμής.

www.diavlosbooks.gr

Ο Sadakane (1984) μελέτησε το φάσμα του αστέρα 36 Lyn φασματικού τύπου Β και πρότεινε ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV και του CIV δημιουργούνται στη θερμή εξώτερη ατμόσφαιρα (χρωμόσφαιρα ή στέμμα).

Οι Codina et al. (1984) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αστέρα HD 110432 φασματικού τύπου B0,5IIIe και παρατήρησαν *ευρείες φωτοσφαιρικές γραμμές απορρόφησης, στενές γραμμές απορρόφησης ιόντων υψηλού βαθμού ιονισμού μετατοπισμένες προς τα μικρά μήκη κύματος, που αντιστοιχούσαν σε ταχύτητες περίπου -1350 km/s και πολύ στενές γραμμές απορρόφησης μεσοαστρικής προέλευσης*. Υπολόγισαν ότι η ταχύτητα περιστροφής είναι 360±40 km/s. Εφόσον οι γραμμές συντονισμού του SiIV και του CIV δεν είναι συμμετρικές και εμφανίζουν εκτεταμένες μπλε πτέρυγες, είναι πιθανότατα ενδεικτικές ενός λεπτού επεκτεινόμενου κελύφους. Για τις λεπτές γραμμές απορρόφησης των ιόντων υψηλού βαθμού ιονισμού όπως είναι τα SiIV, CIV και NV, πρότειναν ότι *μπορούν να προέρχονται από περιστασιακές εξώσεις μάζας από τον αστέρα που οφείλονται σε κάποια φωτοσφαιρική δραστηριότητα. Σύμφωνα με αυτή την άποψη, μια τέτοια έξωση μάζας είναι πιθανότατα ένα τοπικό φαινόμενο (blob) που δεν συσχετίζεται με όλη τη επιφάνεια του αστέρα*. Όσον αφορά τα «blobs», πρότειναν ότι το αέριο που περιέχουν είναι πιθανότατα θερμό, όχι απαραίτητα σε ισορροπία ιονισμού (ionizationequilibrium) και ότι ο ιονισμός οφείλεται σε συγκρούσεις (collisionalprocesses).

Οι Hubeny et al. (1985, 1986), προκειμένου να αποδείξουν την ύπαρξη υπεριονισμένων περιοχών αλλά και μεγάλων εξώσεων μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου B/Be, υπέδειξαν τρία διαφορετικά φαινόμενα που εμφανίζονται στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be: α) ισχυρές ευρείες και μερικές φορές ασύμμετρες γραμμές συντονισμού, μετατοπισμένες από 0 μέχρι -1.000 km/s, β) «στενές συνιστώσες» με συνολικό εύρος μικρότερο των 200 km/s, πάντα μετατοπισμένες προς το μπλε κατά μερικές εκατοντάδες km/s και γ) εκπομπές στις γραμμές συντονισμού, που σχετίζονται με την πρόσληψη μάζας του μέλους φασματικού τύπου Β διπλών αλληλεπιδρώντων μεταβλητών αστέρων (interactingbinaries). Βρήκαν ότι οι συνιστώσες μικρού εύρους εμφανίζουν ισχυρά μεταβαλλόμενη ένταση, ενώ η ακτινική τους ταχύτητα είτε διατηρείται σταθερή ή παρουσιάζει διακυμάνσεις γύρω από μια συγκεκριμένη τιμή. Ο εντοπισμός των γραμμών του SiIV στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου B8, καθώς και αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων δεν σημαίνει απαραίτητα ότι υπάρχουν υπεριονισμένες περιοχές, αλλά ότι οι παρατηρούμενοι φασματικοί σχηματισμοί πιθανότατα προέρχονται από την αστρική φωτόσφαιρα ή ψευδοφωτόσφαιρα. Τόνισαν ότι θα πρέπει να είμαστε ιδιαίτερα προσεκτικοί με τις επικαλυπτόμενες φασματικές γραμμές (blends) που εμφανίζονται στη φασματική περιοχή των γραμμών που μελετάμε. Αυτό σημαίνει ότι οι παρατηρούμενοι φασματικοί σχηματισμοί και οι ασυμμετρίες τους και/ή οι μετατοπίσεις τους δεν αναπαριστούν κατ' ανάγκη τις αναμενόμενες φασματικές γραμμές ή τα πεδία ταχυτήτων, αντίστοιχα. Πιθανώς να αναπαριστούν αναμενόμενες φωτοσφαιρικές γραμμές (missingphotosphericlines), ασθενείς γραμμές που προέρχονται από το κέλυφος ή συνιστώσες μικρού εύρους. Βρήκαν ότι *οι γραμμές του Si IV εξαφανίζονται μόνο σε θερμοκρασίες μικρότερες των 12.000 K, γεγονός που σημαίνει ότι η εμφάνισή τους σε αστέρες φασματικού τύπου Β προγενέστερους των B9 δεν μπορεί να θεωρηθεί ως απόδειξη υπεριονισμού*. Για ταχύτητες Vsini=100 km/s οι εκτεταμένες ιώδεις πτέρυγες και των δύο γραμμών συντονισμού του Si IV οφείλονται σε επικαλυπτόμενες γραμμές (blends) και δεν θα πρέπει να θεωρούνται ενδεικτικές για απώλεια μάζας από τον αστέρα. Παρατήρησαν δύο φασματικούς

www.diavlosbooks.gr

σχηματισμούς στα -140 μέχρι -250 km/s, οι οποίοι αναπτύσσονται σε θερμοκρασίες της τάξης των 10.000 K και γίνονται ισχυρότεροι στους 8.000 K και οι οποίοι μπορούν να παρερμηνευθούν σαν οι δύο γραμμές συντονισμού του SiIV. Πρότειναν ότι τέτοια φαινόμενα δεν αποδεικνύουν την ύπαρξη υπεριονισμένων περιοχών γύρω από τους αστέρες, αλλά οφείλονται στα μεταβαλλόμενα υποϊονισμένα κελύφη των αστέρων φασματικού τύπου Be (variablesubionizedBeenvelopes). Οι γραμμές του Si IV μπορούν να παρατηρηθούν στους αστέρες όλων των φασματικών υποτύπων B. Αντιθέτως, οι «στενές συνιστώσες» παρατηρούνται μόνο στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου B2 και προγενέστερων, υποδεικνύουν ισχυρές εξώσεις μάζας και μεγάλα πεδία ταχυτήτων στους προγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου B, αλλά δεν είναι ενδεικτικές για την ύπαρξη υπεριονισμού. Τέλος, πρότειναν ότι *θα ήταν πιθανό να ερμηνεύσουμε τα παρατηρούμενα φάσματα, τουλάχιστον, κάποιων αστέρων φασματικού τύπου Be στο υπεριώδες ως αποτέλεσμα από τη συνεισφορά της αστρικής ατμόσφαιρας, του μεταβαλλόμενου υποϊονισμένου κελύφους του αστέρα φασματικού τύπου Be και, σε μερικές περιπτώσεις, του άγνωστου ακόμα μέσου που δημιουργεί τις στενές συνιστώσες των γραμμών συντονισμού που είναι μετατοπισμένες προς το μπλε και/ή από μια ζώνη μεταφοράς στον δίσκο προσαύξησης στα διπλά συστήματα*.

Οι Danezis (1984, 1987) και Danezis et al. (1991) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αερίου κελύφους του αστέρα AXMon, που ελήφθη από τον δορυφόρο IUE (στη φάση 0,568) και παρατήρησαν ότι οι γραμμές απορρόφησης πολλών ιόντων διαφορετικών δυναμικών ιονισμού (συμπεριλαμβανομένου και του Si IV) και όχι μόνο αυτών που παρουσιάζουν περίγραμμα P Cygni, συνοδεύονται από δύο ισχυρές συνιστώσες απορρόφησης του ίδιου ιόντος και του ίδιου μήκους κύματος, μετατοπισμένες κατά διαφορετικά Δλ, στην ιώδη πλευρά κάθε κύριας φασματικής γραμμής. Αυτό σημαίνει ότι οι περιοχές δημιουργίας αυτών των φασματικών γραμμών δεν είναι συνεχείς, αλλά αποτελούνται από ένα πλήθος ανεξάρτητων πυκνωμάτων ύλης, τα οποία μπορούν να περιστρέφονται και να κινούνται με διαφορετικές φαινόμενες ταχύτητες, της τάξης των 10 km/s, -75 km/s και -260 km/s.

Την ύπαρξη δορυφορικών συνιστωσών πολλών ιόντων, εκ των οποίων και του SiIV, στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα AXMon στη φάση 0,095 εντόπισαν και οι Sahadeetal. (1984) και Sahade&Brandi (1985). Πρότειναν ότι το γραμμικό φάσμα στο υπεριώδες, προέρχεται αποκλειστικά από το εκτεταμένο κέλυφος του συστήματος. Για τις συνιστώσες απορρόφησης του Si IV υπολόγισαν ταχύτητες μεταξύ -200 km/s και +120 km/s, οι οποίες αντιστοιχούν σε δύο περιοχές υψηλής ηλεκτρονιακής θερμοκρασίας (electrontemperature). Εφόσον η δημιουργία τέτοιων γραμμών απαιτεί υψηλή ηλεκτρονιακή θερμοκρασία, πρότειναν ότι υπάρχουν μη θερμικές πηγές ενέργειας στο σύστημα. Επίσης, ο Hutsemékers (1985) μελετώντας το υπεριώδες φάσμα ενός άλλου αστέρα φασματικού τύπου Be, του HD 50138, παρατήρησε ένα πλήθος δορυφορικών συνιστωσών που συνόδευαν τις κύριες φασματικές γραμμές.

Οι Walborn & Nichols-Bohlin (1987) μελέτησαν τη μορφολογία του υπεριώδους φάσματος στους υπεργίγαντες αστέρες φασματικών τύπων OB και παρατήρησαν ότι το περίγραμμα των γραμμών του SiIV που προέρχεται από τον αστρικό άνεμο εξασθενεί ομαλά από τους αστέρες φασματικού τύπου B0 προς τους B8.

Οι Aydinetal. (1988) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του διπλού συστήματος β Lyr και πρότειναν ότι τα περιγράμματα των γραμμών συντονισμού

www.diavlosbooks.gr

του SiIV δημιουργούνται από την υπέρθεση ενός σταθερού περιγράμματος PCygni ταχύτητας -162±2 km/s και μιας ευρείας, λιγότερο ισχυρής, συμμετρικής εκπομπής, που μετατοπίζεται προς μικρότερα ή μεγαλύτερα μήκη κύματος κατά τη διάρκεια του τροχιακού κύκλου. Ένα τέτοιο αποτέλεσμα υποδεικνύει ότι στο σύστημα *υπάρχουν τουλάχιστον δύο περιοχές υψηλής θερμοκρασίας, μία κοντά στον «άγνωστο» συνοδό αστέρα του B8 II και μία άλλη στην περιοχή που περιβάλλει το διπλό σύστημα* (*circumbinaryregion*). Τέλος, παρατήρησαν κάποιες πολύ οξείες, μη μετατοπισμένες γραμμές (Hack etal. 1983) και πρότειναν ότι, αν κάποιες από αυτές δημιουργούνται στην περιοχή που περιβάλλει το διπλό σύστημα, θα μπορούσαν να υποδεικνύουν ότι σε μια συγκεκριμένη απόσταση ο αστρικός άνεμος, μέσα στο σύστημα, επιβραδύνεται και όταν συγχωνεύεται με το μεσοαστρικό μέσο, οι ταχύτητες και στα δύο μέσα αποκτούν την ίδια τιμή.

Οι Doazanetal. (1988) βρήκαν ότι στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα HD 23862 φασματικού τύπου B8 Ve οι γραμμές συντονισμού του SiIV δεν εντοπίζονται κατά τη διάρκεια εμφάνισης του ισχυρού κελύφους, ενώ, όταν το φάσμα του κελύφους εξαφανίζεται, η ύπαρξή τους είναι εμφανής και βρίσκονται μετατοπισμένες κατά -52±4 km/s. Δεν συμφωνούν με την άποψη των Hubeny etal. (1985) ότι αυτές οι υπεριονισμένες γραμμές δημιουργούνται από ψευδή φαινόμενα, λόγω της επικάλυψης των γραμμών του κελύφους. Πρότειναν ότι αυτές οι υπεριονισμένες γραμμές εμφανίζονται πάντα, αλλά είναι δύσκολο ή αδύνατο να εντοπιστούν, λόγω των γραμμών που προέρχονται από το κέλυφος.

Οι Bruhweiler et al. (1989) σε μια μελέτη τους για τα περιαστρικά κελύφη των αστέρων φασματικών τύπων B8-A1, πρότειναν ότι οι υπεριώδεις γραμμές του SiIV και του CIV προέρχονται από το περιαστρικό υλικό. Συγκεκριμένα, οι ασυμμετρίες στην ιώδη πτέρυγα των περιγραμμάτων τους, με ταχύτητα μπλε πτέρυγας περίπου -250 km/s, υποδεικνύουν ότι δεν σχηματίζονται σε μια στατική περιοχή, αλλά σε μια θερμή περιοχή του αστρικού ανέμου.

Ο Prinja (1990) μελέτησε τις φωτοσφαιρικές γραμμές απορρόφησης στο υπεριώδες φάσμα των αστέρων φασματικών τύπων O και B και πρότεινε ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV αποτελούν ένα χρήσιμο κριτήριο για τη φασματική ταξινόμηση, ειδικά των αστέρων φασματικού τύπου B της Κυρίας Ακολουθίας. Ακόμη, τα χαρακτηριστικά του αστρικού ανέμου που υποδεικνύουν αυτές οι γραμμές εμφανίζουν ισχυρή εξάρτηση από την τάξη λαμπρότητας (Walborn, 1971, Walborn&Panek, 1984, Walborn&Nichols-Bohlin, 1987). Ο Prinja (1990) βρήκε, ακόμη, ότι οι γραμμές συντονισμού του SiIV γίνονται βαθμιαία πιο ισχυρές καθώς η ενεργός θερμοκρασία αυξάνει.

Οι Sapar&Sapar (1992) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αστέρα η CMa και βρήκαν ότι οι γραμμές συντονισμού του Si IV εμφανίζουν μεταβαλλόμενα περιγράμματα, υποδεικνύοντας, έτσι, την ύπαρξη κάποιων πυκνωμάτων ύλης που κινούνται με χρονομεταβαλλόμενες ακτινικές ταχύτητες. Παρατήρησαν *δορυφορικές συνιστώσες μετατοπισμένες προς το μπλε, που οφείλονται σε διαστελλόμενα πυκνώματα ύλης*, με ακτινικές ταχύτητες -360 km/s, -180 km/s, -110 km/sand -30 km/s. Για τις συνιστώσες που προέρχονται από το κέλυφος υπολόγισαν ακτινικές ταχύτητες μεγαλύτερες από αυτές που είχε υπολογίσει η Underhill (1974, 1975) και επομένως πρότειναν ότι το κέλυφος εμφανίζει επιταχυνόμενη διαστολή (acceleratingexpansion). Απέδωσαν την ύπαρξη των ισχυρών, μη μετατοπισμένων συνιστωσών των γραμμών συντονισμού του SiIV σε ένα θερμό περιαστρικό αέριο νέφος. Κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι μια τέτοια συμπεριφορά είναι αποτέλεσμα *ενός εκτεταμένου διαστελλόμενου κελύφους που*

www.uoi.gr

περιέχει πυκνώματα ύλης τα οποία απομακρύνονται από τον αστέρα με διαφορετικές ταχύτητες.

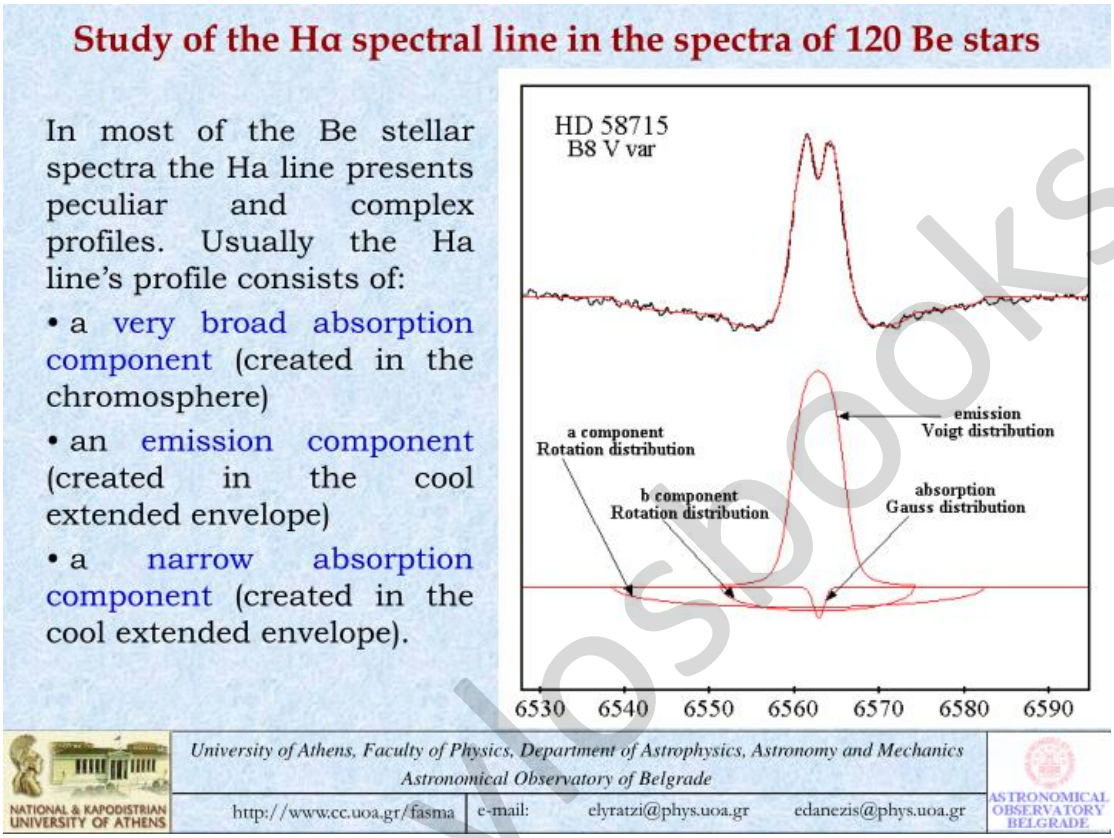
Ο Slettebak (1994) μελέτησε τα υπεριώδη φάσματα 57 αστέρων φασματικού τύπου B-Be και παρατήρησε ότι οι γραμμές του SiIV σχετίζονται με το φασματικό τύπο και την τάξη λαμπρότητας. Η ένταση των γραμμών του SiIV μειώνεται από τους προγενέστερους προς τους μεταγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου Be και εξακολουθούν να παρατηρούνται στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου B8e. Παρατήρησε, επίσης, ότι οι γραμμές του Si IV είναι ισχυρότερες στα φάσματα των γιγάντων αστέρων σε σχέση με τα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be της Κύριας Ακολουθίας, για τους αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου (B1-B3), αλλά είναι σχεδόν ίδιες για γίγαντες και νάνους αστέρες μεταγενέστερους των B3. Οι θερμότεροι αστέρες (B1-B3) εμφανίζουν μεγαλύτερες μετατοπίσεις προς τα μικρά μήκη κύματος σε σχέση με τους ψυχρότερους. Έτσι, οι αστέρες με τις ισχυρότερες γραμμές εμφανίζουν τις μεγαλύτερες μετατοπίσεις, υποδεικνύοντας ότι οι πυκνότεροι αστρικοί άνεμοι κινούνται και πιο γρήγορα. Γενικά, οι γραμμές του SiIV, αν και δεν είναι συμμετρικές, δεν εμφανίζουν ποτέ μετατοπισμένα κέντρα. Τέλος, απέδωσε την ασθενή σχέση που έχουν τα ισοδύναμα εύρη των γραμμών του SiIV με τη φαινόμενη ταχύτητα (Vsini), κυρίως στη σχέση με τη γωνία i, αφού όλοι οι αστέρες φασματικού τύπου Be είναι ταχέως περιστρεφόμενοι και οι διαφορές στα εύρη των γραμμών οφείλονται στη διαφορετική κλίση του άξονα περιστροφής του αστέρα. Έτσι, οι συσχετισμοί με τη γωνία i υποδεικνύουν ότι οι αστρικοί άνεμοι, είναι πιθανότερο να προέρχονται από τις ισημερινές περιοχές.

Ο Israelian (1995) μελέτησε τις εκτεταμένες πτέρυγες των γραμμών συντονισμού των SiIV και CIV στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα PCyg φασματικού τύπου B1 Ia και υπολόγισε ταχύτητες μεταξύ 0 και -400 km/s, για τις γραμμές συντονισμού του SiIV. Η ακραία τιμή της ταχύτητας (terminalvelocity) που υπολόγισε για τον αστέρα PCyg ήταν της τάξης των 200 km/s, ενώ απέδωσε τις εκτεταμένες πτέρυγες των γραμμών σε υπερκαλύψεις με άλλες γραμμές (blendingeffects).

Ο Ferrero (1998) πρότεινε ότι οι ευρείς σχηματισμοί που παρατηρούνται στα υπεριώδη φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be είναι επικαλυπτόμενες φωτοσφαιρικές γραμμές μετάλλων (photosphericmetallicblends), χωρίς καθόλου ή με ελάχιστη συνεισφορά από το SiIV και μόνο η απομένουσα στενή απορρόφηση μπορεί να είναι εξωαστρική. Πρότεινε ότι οι στενές συνιστώσες απορρόφησης έχουν μεσοαστρική προέλευση.

Οι Kempner & Richards (1999) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του διπλού συστήματος USag, το οποίο αποτελείται από έναν πρωτεύοντα αστέρα φασματικού τύπου B8 V και έναν δευτερεύοντα αστέρα φασματικού τύπου G4 IV. Πρότειναν ότι υπάρχει περιαστρικό υλικό, αφού οι γραμμές συντονισμού του SiIV εμφανίζουν μια τροχιακή μεταβολή (orbitalvariation) στη μορφή των ασύμμετρων περιγραμμάτων, καθώς επίσης και μια τροχιακή μεταβολή στα μήκη κύματος στα οποία εμφανίζονται τα κέντρα των γραμμών. Όμως, αφού τα περιγράμματα των γραμμών του SiIV είναι σχεδόν σταθερά με το χρόνο, η δομή του περιαστρικού αερίου, που συνεισφέρει στην εκπομπή στο υπεριώδες, θα πρέπει επίσης να είναι σταθερή με το χρόνο.

www.diavlosbooks.gr



Γραμμή Hα 6562,817 Å στο ορατό φάσμα των αστέρων φασματικού τύπου Be

www.diavlosbooks.gr

Ιστορική αναδρομή

Το υδρογόνο, το απλούστερο των χημικών στοιχείων και το πιο άφθονο στο σύμπαν, είναι το πιο σημαντικό στην αστροφυσική έρευνα, αφού οι φασματικές γραμμές του παρατηρούνται στα ουράνια σώματα περισσότερο από τις γραμμές οποιουδήποτε άλλου στοιχείου.

Οι φασματικές γραμμές του υδρογόνου παρατηρήθηκαν για πρώτη φορά από τον Masson (Παρίσι 1851) στο φάσμα του φωτός των ηλεκτρικών σπινθήρων. Ο Vogel (Βερολίνο 1879) φωτογράφησε επτά φασματικές γραμμές του υδρογόνου. Το 1885, ο Balmer, χρησιμοποιώντας τα μήκη κύματος των πρώτων τεσσάρων γραμμών υδρογόνου που μετρήθηκαν από τον Σουηδό Ångström, έδειξε ότι τα μήκη κύματος των γραμμών Hα, Hβ, Hγ και Hδ μπορούν να εκφραστούν από την απλή σχέση: $\lambda = \frac{3645.6n^2}{n^2-4}$, όπου n=3, 4, 5, 6, αντίστοιχα. Αξιοσημείωτο είναι το γεγονός ότι η σχέση αυτή, με διαδοχικές ακέραιες τιμές, δίνει τα μήκη κύματος δέκα ακόμα γραμμών υδρογόνου, τις οποίες παρατήρησε ο Higgins σε αστρικά φάσματα. Όλη αυτή η ακολουθία, η οποία περιλαμβάνει περίπου 40 γραμμές, είναι γνωστή ως σειρά Balmer. Ο Balmer ήταν ο πρώτος που έδειξε ότι τα μήκη κύματος των γραμμών αυτών μπορούν να εκφραστούν αλγεβρικά. Μια φυσική εξήγηση της σχέσης αυτής, στηριγμένη στην κβαντική θεωρία, δόθηκε από τον Bohr το 1913 στην Κοπεγχάγη. Με βάση τη θεωρία αυτή, η σχέση του Balmer παίρνει την έκφραση: $\nu = \frac{c}{\lambda} = R\left(\frac{1}{4} - \frac{1}{n^2}\right)$, όπου ν η συχνότητα, c η ταχύτητα του φωτός και R η σταθερά Rydberg. Γενικότερα: $\nu = R\left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n^2}\right)$, όπου n_1=2 για τη σειρά Balmer. Οι γραμμές της σειράς Balmer καθορίζονται και ονομάζονται βάσει του κβαντικού αριθμού n της ενεργειακής κατάστασης από την οποία προέρχεται το ηλεκτρόνιο, το οποίο μεταπίπτει στην πρώτη διεγερμένη κατάσταση με κβαντικό αριθμό n_1=2. Αυτό σημαίνει ότι για την Hα ισχύει n_1=2 και n=3, επομένως Hα = H3. Για τα υπόλοιπα μέλη της σειράς θα ισχύει αντίστοιχα Hβ = H4, Hγ = H5, κ.τ.λ. (Merrill 1958).

Σκοτεινές γραμμές της σειράς Balmer υπάρχουν σχεδόν σε όλα τα αστρικά φάσματα, εκτός από τα φάσματα λίγων πολύ θερμών ή πολύ ψυχρών αστέρων. Βασικά, όμως, κυριαρχούν στα φάσματα των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων και, μερικές φορές, είναι οι μόνες ανιχνεύσιμες γραμμές σε συνηθισμένα φασματογραφήματα. Λόγω της έντονης παρουσίας των γραμμών του, στα αστρικά φάσματα, το υδρογόνο έχει τύχει μεγαλύτερης προσοχής, τόσο από πλευράς παρατήρησης όσο και από πλευράς θεωρίας, από οποιοδήποτε άλλο στοιχείο. Παρ' όλα αυτά, πρέπει να σημειωθεί ότι στα φάσματα κάποιων αστέρων δεν παρατηρούνται γραμμές απορρόφησης ή εκπομπής του υδρογόνου (Merrill 1958).

Οι γραμμές υδρογόνου διαφέρουν πολύ σε ένταση και μορφή, σε διαφορετικούς τύπους αστρικών φασμάτων. Στα περισσότερα φάσματα της Κύριας Ακολουθίας παρουσιάζουν μεγάλο εύρος και διάχυση, κυρίως λόγω του φαινομένου Stark, που προκαλείται στα απορροφούντα άτομα από γειτονικά ιόντα και ηλεκτρόνια (επίδραση ηλεκτρικού πεδίου και επομένως διατάραξη των ενεργειακών σταθμών) μέσα στις σχετικά πυκνές αστρικές ατμόσφαιρες. Στους γίγαντες, και ειδικότερα στους υπεργίγαντες αστέρες, οι γραμμές υδρογόνου είναι

www.diavlosbooks.gr

στενότερες με σαφή όρια, ενώ στους αστέρες κελύφους (shellstars)* είναι οξύτερες. Στα φάσματα των αστέρων μεταγενέστερων φασματικών τύπων, οι γραμμές υδρογόνου είναι γενικά εντονότερες στους λαμπρότερους αστέρες, γεγονός που έχει επισταμένως χρησιμοποιηθεί σε φασματοσκοπικούς καθορισμούς απολύτων μεγεθών (Merrill 1958).

Ο Struve (1931a, b) θεώρησε ότι η προέλευση των κελυφών, τα οποία εμφανίζονται στις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Be οφείλεται σε εκτόξευση ύλης από τον ισημερινό, λόγω της πολύ γρήγορης περιστροφής των αστέρων.

Οι Merrill et al. (1932) μελέτησαν 138 αστέρες φασματικού τύπου Be και παρατήρησαν ότι οι μέσες εντάσεις των έντονων γραμμών Hα και Hβ είναι μεγαλύτερες στα φάσματα αστέρων φασματικού τύπου B0-B3, συγκριτικά με τις αντίστοιχες εντάσεις που εμφανίζονται στα φάσματα των αστέρων προγενέστερων ή μεταγενέστερων υποτύπων. Θεώρησαν ότι αυτό ίσως είναι στατιστικά αναμενόμενο λόγω του ιδιαίτερα μεγάλου πλήθους των αστέρων εκπομπής φασματικών υποτύπων B0-B3.

Ο Mohler (1939) πρότεινε ότι η πυκνότητα ηλεκτρονίων σε μια αστρική ατμόσφαιρα μπορεί να βρεθεί αν επισημανθεί ποιο είναι το υψηλότερο μέλος της σειράς Balmer, που μπορεί να παρατηρηθεί ως διακριτή γραμμή. Βασιζόμενος στη θεωρία πλάτυνσης των γραμμών, μέσω του φαινομένου Stark, των Inglis&Teller (1939), υπολόγισε την ηλεκτρονιακή πυκνότητα και πίεση. Αν υπάρχουν και άλλα αίτια διεύρυνσης των γραμμών, εκτός του φαινομένου Stark, οι υπολογιζόμενες τιμές θα αποτελούν τα άνω όρια της πυκνότητας των ηλεκτρονίων. Η πίεση των ηλεκτρονίων στις αστρικές ατμόσφαιρες μελετήθηκαν και από τους Miczaika, Günther όσο και από άλλους ερευνητές (βλέπε Merrill 1958, σελ. 8).

Οι Swings & Struve (1941), παρατήρησαν ότι το φάσμα του αστέρα γ Cas εμφανιζόταν σαν ένα φάσμα κανονικού αστέρα φασματικού τύπου B, με ευρείες γραμμές απορρόφησης και ισχυρή εκπομπή στην Hα, αλλά πολύ ασθενή εκπομπή στα υπόλοιπα μέλη της σειράς Balmer.

Η Underhill (1953) ήταν η πρώτη που επεσήμανε το υπερβολικό εύρος της γραμμής εκπομπής της Hα σε δύο αστέρες φασματικού τύπου Be. Υπέδειξε ότι μεγάλα ρεύματα ύλης με υψηλές ταχύτητες σε μεγάλη απόσταση από τον αστέρα διευρύνουν τη γραμμή.

Σύμφωνα με τον Merrill (1958), στους υπεργίγαντες αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων, όπως είναι ο α Cygni, η γραμμή Hα συχνά αποτελείται από μια σχετικά στενή απορρόφηση, η οποία συνοδεύεται από εκπομπή μέτριας έντασης στην κόκκινη πτέρυγα. Ο φασματικός σχηματισμός της Hα μπορεί να εμφανίζεται ως μια ευρεία απορρόφηση, στο κέντρο της οποίας υπερτίθεται μια εκπομπή με μια κεντρική απορρόφηση, με το κέντρο των τριών αυτών γραμμών να βρίσκεται στο αναμενόμενο μήκος κύματος. Αν η αστρική ατμόσφαιρα εκτείνεται πολύ γρήγορα, όπως στους καινοφανείς και τους αστέρες τύπου PCygni, η γραμμή απορρόφησης αλλάζει λίγο θέση και βρίσκεται δίπλα στη συνιστώσα της εκπομπής, σχεδόν στην αναμενόμενη θέση. Χαρακτηριστικά περιγράμματα γραμμών υδρογόνου στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου

* Οι αστέρες φασματικού τύπου Be, στα φάσματα των οποίων παρατηρούνταν οξείες και μεγάλης έντασης φασματικές γραμμές, ονομάστηκαν αστέρες κελύφους (shellstars). Σήμερα, όπως έχουμε ήδη αναφέρει, δεν δεχόμαστε την ύπαρξη τέτοιων αστέρων και τη διάκρισή τους από τους υπόλοιπους αστέρες φασματικού τύπου Be, διότι, ουσιαστικά, δεν διαφέρουν από αυτούς. Οι διαφορές που παρατηρούνται στα φάσματα των «αστέρων κελύφους» και των αστέρων Be οφείλονται μόνο στην διαφορετική κλίση του άξονα περιστροφής τους και, ως εκ τούτου, στη διαφορετική γωνία παρατήρησης.

www.diavlosbooks.gr

Be έχουν μελετηθεί από τους Burbidge&Burbidge (1953). Σε πολλά φάσματα αστέρων φασματικού τύπου Be, η γραμμή Hα εμφανίζει μεγάλη ένταση. Γενικά, η μορφή του περιγράμματος της Hα παρουσιάζει μεγάλη ποικιλία, ενώ σε πολλούς αστέρες εμφανίζει ενδιαφέρουσες μεταβολές.

Η Underhill (1960) πρότεινε ότι η παρουσία περιγραμμάτων PCygni στην Hα υποδεικνύει απώλεια μάζας.

Ο Hutchings (1968) βασίστηκε σε εμπειρικές μετρήσεις και προσπάθησε να παράγει περιγράμματα της Hα και άλλων γραμμών, όπως αυτά που έχουν παρατηρηθεί. Για το σκοπό αυτό χρησιμοποίησε μια απλή ad hoc θεωρία, θεωρώντας το κέλυφος σαν μία εκτεταμένη σφαίρα. Στα μοντέλα του προσπάθησε να καθορίσει τις ελεύθερες παραμέτρους (ταχύτητα, θερμοκρασία και πεδία πυκνότητας που είχαν ιδιότητες όμοιες με αυτές που ισχύουν στους υπεργίγαντες) αναπαράγοντας τα παρατηρούμενα περιγράμματα, αλλά ήταν δύσκολο να αναπαράγει συγχρόνως πολλές γραμμές υδρογόνου του ίδιου αστέρα, με την απαιτούμενη ακρίβεια. Με βάση αυτή τη μελέτη κατέληξε στο συμπέρασμα ότι στους υπεργίγαντες αστέρες προγενέστερου φασματικού υποτύπου B η εκπομπή στην Hα σχηματίζεται κυρίως σε απόσταση $1.5R_*$ περίπου.

Ο Marlborough (1969), σε μια εκτενή μελέτη των κελυφών των αστέρων φασματικού τύπου Be, μελέτησε την εξάρτηση του περιγράμματος της γραμμής από την πυκνότητα του κελύφους, για τέσσερις περιοχές αριθμητικής πυκνότητας, μεταξύ $5\cdot10^9$ και $5\cdot10^{12}cm^{-3}$, σε απόσταση τριών αστρικών ακτίνων στο επίπεδο του ισημερινού. Κατέληξε στο συμπέρασμα ότι τα μοντέλα για πυκνότητες μεταξύ $5\cdot10^{11}$ και $5\cdot10^{12}cm^{-3}$ αναπαριστούν καλύτερα έναν κλασικό αστέρα φασματικού τύπου Be. Τα περιγράμματα των γραμμών υπολογίστηκαν χρησιμοποιώντας μοντέλα, τα οποία βασίζονταν σε τρεις διαφορετικούς τρόπους εξάρτησης, από την απόσταση, της συνιστώσας της ταχύτητας του κελύφους, η οποία έχει τη διεύθυνση απομάκρυνσης από τον άξονα περιστροφής του αστέρα. Οι ενεργές περιοχές εκπομπής και απορρόφησης του κελύφους εμφανίζονται εκτεταμένες μέσα στο ισημερινό επίπεδο, υποδηλώνοντας ηλεκτρονιακή θερμοκρασία της τάξης των 10^4 K, η οποία, σε ένα εκτεταμένο ισημερινό δίσκο, είναι ικανή να παράγει τις βαθιές γραμμές κελύφους που παρατηρούνται. Ομοίως, ο Marlborough (1969) υπέθεσε ότι το κέλυφος που περιβάλλει έναν αστέρα φασματικού τύπου Be δεν μεταβάλλεται και προέρχεται από έξωση ύλης με σταθερό ρυθμό, η οποία οφείλεται στην περιστροφή του αστέρα και επομένως εμφανίζει κυλινδρική συμμετρία. Από τη σύγκριση των αναπαραγόμενων με τα παρατηρούμενα περιγράμματα μελέτησε την κατανομή πυκνότητας, τις διαστάσεις των ενεργών περιοχών εκπομπής και απορρόφησης, τα πεδία ταχυτήτων, την υπόθεση ύπαρξης κελύφους κάθετου στο ισημερινό επίπεδο και το ρυθμό απώλειας μάζας σε αυτό το στάδιο εξέλιξης. Υπέθεσε ότι στις τρεις διαστάσεις τα ρεύματα ύλης είναι σπειροειδή. Κατέληξε στο συμπέρασμα ότι, σύμφωνα με τα μοντέλα που μελέτησε, η εκπομπή στην Hα εμφανίζεται μόνο όταν η πυκνότητα είναι μεγαλύτερη από μια τιμή της τάξης των $10^{11}cm^{-3}$ και ότι η σκέδαση των ηλεκτρονίων είναι ένας μηχανισμός ικανός να ερμηνεύσει τις εκτεταμένες πτέρυγες στις γραμμές εκπομπής της Hα.

Η Doazan (1970) σε μια μελέτη 26 αστέρων φασματικού τύπου Be παρατήρησε ότι για όλους αυτούς τους αστέρες οι ταχύτητες περιστροφής που αντιστοιχούν στο εύρος της γραμμής εκπομπής της Hα είναι μεγαλύτερες από την ταχύτητα που οφείλεται στην περιστροφή του κεντρικού αστέρα (Vsini) και ότι δεν υπάρχει καμία σχέση μεταξύ του εύρους των γραμμών εκπομπής της Hα και της ταχύτητας που οφείλεται στην περιστροφή του κεντρικού αστέρα (Vsini), όταν

www.klitosbooks.gr

αυτή η ταχύτητα είναι μικρότερη από 350 km/s. Βασιζόμενη στο συμπέρασμα του Slettebak (1949, 1966) ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be εμφανίζουν μεγαλύτερες ταχύτητες περιστροφής από τις αντίστοιχες ενός κλασικού αστέρα φασματικού τύπου B, πρότεινε ότι οι αστέρες που έχουν τη δυνατότητα να εμφανίσουν το φαινόμενο e είναι, κυρίως, οι αστέρες φασματικού τύπου B που εμφανίζουν μεγάλες ταχύτητες περιστροφής. Μια άλλη πρόταση την οποία διατύπωσε ήταν ότι, αν δεχθούμε πως η μοναδική αιτία διεύρυνσης των γραμμών εκπομπής είναι η περιστροφή, τότε θα πρέπει να δεχθούμε επίσης ότι τα στρώματα εκπομπής περιστρέφονται πιο γρήγορα από τον κεντρικό αστέρα και ότι, σε πολλές περιπτώσεις, η ταχύτητα περιστροφής τους είναι μεγαλύτερη από την κρίσιμη ταχύτητα. Ομοίως πρότεινε ότι θα πρέπει να συμπεριλάβουμε την κίνηση έξωσης ύλης στην περιστροφική κίνηση του κελύφους. Το κέλυφος των αστέρων φασματικού τύπου Be εμφανίζει τόσο διαστολή, όσο και συστολή. Ως εκ τούτου, διατύπωσε την άποψη ότι το μεγάλο εύρος των γραμμών εκπομπής Hα, Hβ και Hγ οφείλεται στην κίνηση του κελύφους, καθώς επίσης και στην κίνηση της ύλης που βρίσκεται σε περιοχές μακριά από τον κεντρικό αστέρα. Εφόσον αυτές οι κινήσεις επηρεάζουν και το εύρος των γραμμών Hβ και Hγ, θα πρέπει να δεχθούμε ότι τέτοιες περιοχές ύλης υπάρχουν και στην επιφάνεια του αστέρα. Τόνισε ότι οι αστέρες φασματικού τύπου Be εμφανίζουν χαρακτηριστικά μεταβλητού φάσματος, τα οποία, συνήθως, αποδίδονται σε κινήσεις μεγάλης κλίμακας στο κέλυφος. Αν ο σχηματισμός του κελύφους αποδοθεί σε έξωση μάζας από τον ισημερινό, λόγω της γρήγορης περιστροφής του αστέρα, θα πρέπει να υπάρχει μια πρόσθετη φυσική διαδικασία επιτάχυνσης, προκειμένου να ερμηνευθεί η φασματική μεταβλητότητα. Υπό αυτές τις συνθήκες, είναι προφανές ότι η διεύρυνση των γραμμών εκπομπής οφείλεται στο συνδυασμό αυτών των δύο κινήσεων. Στην περίπτωση των μελετούμενων αστέρων, η περιστροφή δεν μπορεί από μόνη της να ερμηνεύσει τα παρατηρούμενα εύρη των γραμμών εκπομπής.

Οι Hutchings et al. (1971) παρατήρησαν γρήγορη μεταβολή στην ένταση των γραμμών εκπομπής, οι οποίες δημιουργούνται στα εκτεταμένα κελύφη που περιβάλλουν τους αστέρες φασματικού τύπου Be. Κάποιες από αυτές τις μεταβολές συμβαίνουν σε χρονικά διαστήματα της τάξης των ωρών και, πιθανότατα, οφείλονται στην περιστροφή των αστέρων και στις ανομοιογένειες των κελυφών τους. Τα πιθανά αίτια των φαινομένων αυτών είναι δύο: α) Το εκτεταμένο ισημερινό κέλυφος μπορεί να περιέχει «κόμβους» (knots) υλικού μεγάλης πυκνότητας, που απελευθερώνεται από τη φωτόσφαιρα (Hutchings 1970a, b, Bohlin 1970). Αν εμφανίζονται γρήγορες διακυμάνσεις φωτός από σημεία κατά μήκος του ισημερινού, οι οποίες συνδέονται με αυτή τη δραστηριότητα, τότε οι εκλάμψεις της ακτινοβολίας (flashesofradiation) θα χρειάζονται ένα έως δύο λεπτά για να διασχίσουν το εκτεταμένο κέλυφος. Έτσι, μπορεί να διεγερθεί η εκπομπή της Hα στους «κόμβους», των οποίων οι διαφορετικές ακτινικές ταχύτητες και εντάσεις μπορούν να προκαλέσουν τις παρατηρούμενες γρήγορες μεταβολές των περιγραμμάτων. β) Οι εκλάμψεις μπορούν να είναι τοπικά φαινόμενα στους ίδιους τους «κόμβους», να διεγείρονται από τοπικές συνθήκες ή από ακτινοβολιακά γεγονότα στην επιφάνεια του αστέρα, και, τότε, η διάρκεια των εκλάμψεων αυτών θα καθορίζεται από το μηχανισμό διέγερσης.

Ο Rosendahl (1973a) υπολόγισε τις ακτινικές ταχύτητες για τη γραμμή Hα στους αστέρες χ^2 Ori, HD 190603 και ζ^1 Sco. Σε κάθε περίπτωση, η ακτινική ταχύτητα του αερίου που δίνει τον πυρήνα απορρόφησης της Hα είναι αρνητική και μεγαλύτερη κατά απόλυτη τιμή από 140 km/s ως προς αυτές των αερίων που δίνουν τους πυρήνες των γραμμών της σειράς Balmer με κβαντικό αριθμό

www.diavlosbooks.gr

μεγαλύτερο του 7. Τα υψηλότερα μέλη της σειράς Balmer δίνουν ακτινικές ταχύτητες περίπου ίσες (εντός των ορίων της αβεβαιότητας των μετρήσεων) με εκείνες που θεωρείται ότι σχηματίζονται στα στρώματα του ίδιου βάθους μέσα στο κέλυφος. Στο συμπέρασμα αυτό καταλήγουμε αν μελετήσουμε και συγκρίνουμε τις ακτινικές ταχύτητες, που δίνονται από τον Hutchings (1970a), καθώς και τις αντίστοιχες πληροφορίες από τους καταλόγους ακτινικών ταχυτήτων. Οι γραμμές Hα, Hβ και Hγ τείνουν να δίνουν πιο αρνητικές ακτινικές ταχύτητες απ' ό,τι τα υψηλότερα μέλη της σειράς Balmer. Το συστηματικό αυτό γεγονός παρατηρείται στους περισσότερους υπεργίγαντες αστέρες φασματικού τύπου B, οι οποίοι έχουν ερευνηθεί λεπτομερώς. Αυτό σημαίνει ότι οι πυρήνες απορρόφησης των γραμμών Hα και Hβ δεν δίνουν ποτέ μεγαλύτερες ταχύτητες απ' ό,τι τα μεγάλα μέλη. Αυτό δεν συμβαίνει στους αστέρες κελύφους και τους αστέρες φασματικού τύπου Be, διότι έχουν παρατηρηθεί σειρές Balmer που ακολουθούν τόσο αύξουσες όσο και φθίνουσες τιμές (Doazan 1982).

Ο Rosendhal (1973b) παρατήρησε ότι το καθαρό ισοδύναμο εύρος* της Hα μειώνεται και τελικά μπορεί να γίνει αρνητικό, όσο αυξάνει η λαμπρότητα του αστέρα. Η αναλογία της μείωσης γίνεται πιο απότομη σε φασματικούς τύπους B0 - B1,5 παρά για φασματικούς τύπους B8 - A3. Αυτό σημαίνει ότι η εκπομπή έχει μεγαλύτερη τμηματική συνεισφορά στο καθαρό ισοδύναμο εύρος της Hα σε προγενέστερους φασματικούς τύπους B. Σε όλους τους υποτύπους οι φωτεινοί υπεργίγαντες παρουσιάζουν, κατά μέσο όρο, εντονότερη εκπομπή της Hα από τους λιγότερο φωτεινούς. Με την αύξηση της λαμπρότητας του αστέρα, η γραμμή απορρόφησης αρχικά εξασθενεί (αν και συνήθως παραμένει συμμετρική), στη συνέχεια εμφανίζει σημαντική ασυμμετρία (συνήθως η μπλε πτέρυγα είναι πιο εκτεταμένη από την κόκκινη), ενώ συνοδεύεται από εκπομπή και τελικά εμφανίζει αυξανόμενη ένταση, καθώς η λαμπρότητα συνεχίζει να αυξάνει. Παρατήρησε, επίσης, ότι καθώς μειώνεται η επιφανειακή θερμοκρασία του αστέρα είναι πιο δύσκολο να εμφανιστεί εκπομπή στην Hα. Κατέληξε στο συμπέρασμα ότι η καθαρή εκπομπή εξαφανίζεται περίπου στην ίδια βολομετρική λαμπρότητα** για όλους τους υπεργίγαντες προγενέστερων φασματικών υποτύπων B, π.χ. κοντά στο $M_V = -5,8$. Ανάμεσα σε υπεργίγαντες μεταγενέστερων φασματικών υποτύπων B, καθαρή εκπομπή φαίνεται σε αστέρες λαμπρότερους των $M_V = -6,8$. Αυτό οφείλεται κυρίως στο γεγονός ότι η κανονική φωτοσφαιρική απορρόφηση στην Hα είναι ισχυρότερη για υπεργίγαντες αστέρες φασματικού τύπου B8 - A3, παρά για υπεργίγαντες φασματικού τύπου B0 - B1,5.

Ο Rosendahl (1973b) εξέτασε επίσης τις ακτινικές μετατοπίσεις που εμφανίζει η Hα και τις έντονες φασματικές γραμμές των He I, C II, Si II, που βρίσκονται στο ερυθροκίτρινο μέρος του φάσματος. Στην περίπτωση των πολύ λαμπρών υπεργιγάντων φασματικού τύπου B, παρουσιάζεται μετατόπιση του πυρήνα της Hα προς τα μικρότερα μήκη κύματος, η οποία αντιστοιχεί σε ακτινική ταχύτητα που φτάνει τα 50 km/s. Η κορυφή της συνιστώσας εκπομπής της Hα συνήθως εμφανίζει μεγαλύτερη μετατόπιση προς τα μεγαλύτερα μήκη κύματος από την αντίστοιχη μετατόπιση των γραμμών των C II και Si II. Η διαφορά αυτή αντιστοιχεί, περίπου, σε 100 km/s για τους πιο φωτεινούς αστέρες. Ο Rosendahl

---

* Το *καθαρό ισοδύναμο εύρος* ορίζεται ως η περιοχή σε Å του μέρους του περιγράμματος της φασματικής γραμμής,το οποίο βρίσκεται κάτω από το συνεχές μείον την περιοχή του περιγράμματος, το οποίο βρίσκεται πάνω από το συνεχές.

**Βολομετρική λαμπρότητα* είναι η λαμπρότητα του αστέρα που προκύπτει από το βολομετρικό του μέγεθος (βλέπε υποσημείωση ** σελ. 30)

www.phivosbooks.gr

συμπέρανε ότι οι διαφορές μεταξύ των ακτινικών ταχυτήτων της απορρόφησης και της εκπομπής είναι ένα μέτρο της βαθμίδας της ταχύτητας ροής στο κέλυφος.

Οι Hubert & Chambon (1976) παρατήρησαν ότι οι γραμμές εκπομπής της σειράς Balmer, πιθανότατα μεταβάλλονται συναρτήσει της τάξης λαμπρότητας, αλλά, για συγκεκριμένη τάξη λαμπρότητας, είναι πιο εμφανείς στους αστέρες φασματικού τύπου B2 απ' ό,τι στους B9.

Οι Slettebak & Reynolds (1978) παρατήρησαν ότι το περίγραμμα της γραμμής μπορεί να μεταβάλλεται ως προς το σχήμα της ή τη συνολική ενέργειά της (ισοδύναμο εύρος) ή και τα δύο μαζί. Τέτοιες μεταβολές στο περίγραμμα της εκπομπής της Hα μπορούν να οφείλονται σε κινήσεις μέσα στο κέλυφος, το οποίο περιβάλλει τον αστέρα ή σε κάποια μεταβολή στην ποσότητα του εκπέμποντος υλικού στο κέλυφος ή και στα δύο μαζί. Δυστυχώς, τέτοιες μεταβολές μπορούν να οφείλονται και στην επίδραση της γήινης ατμόσφαιρας, καθώς και σε σφάλματα των οργάνων καταγραφής. Ένα ακόμη σημαντικό πρόβλημα είναι ότι τα ισοδύναμα εύρη της εκπομπής της Hα μεταβάλλονται πολύ, ανάλογα με τη θέση του συνεχούς. Συνήθως, τα περιγράμματα της εκπομπής της Hα χαρακτηρίζονται από εκτεταμένες πτέρυγες, που σύμφωνα με τον Marlborough (1969) οφείλονται στη σκέδαση των ηλεκτρονίων. Ως εκ τούτου, μια μικρή μεταβολή στη θέση του συνεχούς μπορεί να προκαλέσει μεγάλη μεταβολή στο ισοδύναμο εύρος. Οι Slettebak&Reynolds παρατήρησαν ότι η πλειοψηφία των 35 αστέρων φασματικού τύπου Be, που παρατήρησαν, εμφάνιζαν σαφείς και, συχνά, μεγάλες μεταβολές στην Hα σε μια περίοδο μεταξύ δύο μηνών και ενός έτους. Κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι τα κελύφη που περιβάλλουν τους αστέρες φασματικού τύπου Be μεταβάλλονται διαρκώς σε μια χρονική κλίμακα της τάξης των μηνών. Οι μεταβολές αυτές μπορούν να αφορούν τόσο τη συνολική εκπομπή της Hα όσο και το περίγραμμα της γραμμής, υποδεικνύοντας κινήσεις της ύλης προς τα μέσα ή προς τα έξω, καθώς και εντός του κελύφους.

Οι Dachs et al. (1981) μελέτησαν τα φάσματα 36 λαμπρών αστέρων φασματικού τύπου Be του νότιου ουρανού με χαρακτηριστικά B-κελύφους και παρατήρησαν έντονη ασυμμετρία στις γραμμές εκπομπής της Hα, η οποία, πιθανότατα, υποδείκνυε μόνιμες ακτινικές κινήσεις στα κελύφη κάποιων από τους μελετηθέντες αστέρες. Στους αστέρες φασματικού τύπου Be, οι οποίοι εμφάνιζαν απλή εκπομπή στη Hα με περίγραμμα σχεδόν Gauss, το ισοδύναμο εύρος παρουσίαζε έντονες αυξητικές τάσεις συναρτήσει της αύξησης της προβαλλόμενης ταχύτητας περιστροφής της αστρικής φωτόσφαιρας. Συνήθως, το ήμισυ εύρος μετρημένο σε μονάδες ταχύτητας είναι μικρότερο ή, το πολύ, ίσο με την τιμή της φωτοσφαιρικής Vsini. Το γεγονός ότι το ήμισυ εύρος είναι, γενικά, μικρότερο από την ταχύτητα περιστροφής του αστέρα είναι ευνόητο αν υποτεθεί ότι α) η έκταση του κελύφους, όπου δημιουργείται η Hα είναι μεγάλη συγκριτικά με τις διαστάσεις του κεντρικού αστέρα και ότι β) η τροχιακή ταχύτητα του αερίου που περιφέρεται γύρω από τον αστέρα, στο κέλυφος, μειώνεται με την αύξηση της απόστασης από τον αστέρα. Προκειμένου να ερμηνευθεί το μεγάλο ήμισυ εύρος της παρατηρούμενης γραμμής εκπομπής της Hα, στον αστέρα κ CMa, πιθανότατα, εκτός της περιστροφής του κελύφους, απαιτείται και άλλη αιτία διεύρυνσης της γραμμής εκπομπής, όπως είναι η σκέδαση των ηλεκτρονίων (Poeckert and Marlborough 1979). Τα εύρη στο ήμισυ της έντασης των γραμμών εκπομπής της Hα, οι οποίες προέρχονται από το κέλυφος των αστέρων φασματικού τύπου Be, είναι συνήθως μικρότερα από την προβαλλόμενη ταχύτητα περιστροφής στον ισημερινό του κεντρικού αστέρα. Στην περίπτωση αυτή, το εύρος της γραμμής μπορεί να θεωρηθεί ότι οφείλεται μόνο στην περιστροφή του κελύφους. Για ένα

www.diavlosbooks.gr

υποσύνολο των αστέρων φασματικού τύπου Be, προκειμένου να ερμηνευθούν τα εύρη και τα περιγράμματα των γραμμών εκπομπής της Hα, απαιτούνται επιπλέον μηχανισμοί διεύρυνσης, όπως είναι η σκέδαση των ηλεκτρονίων και οι κινήσεις διαστολής ή στροβιλισμού στο κέλυφος. Για τους φασματοσκοπικά μεταβλητούς αστέρες φασματικού τύπου Be, οι οποίοι εμφανίζουν ισχυρές γραμμές εκπομπής της Hα, το ήμισυ εύρος των περιγραμμάτων, συνήθως μειώνεται με την αύξηση της έντασης (απόλυτη τιμή του ισοδύναμου εύρους) της γραμμής εκπομπής της Hα. Πιθανότατα, η έντονη ασυμμετρία τύπου V/R των γραμμών εκπομπής της σειράς Balmer υποδεικνύει συνεχείς ακτινικές κινήσεις στα κελύφη κάποιων αστέρων.

Οι Andrillat & Fehrenbach (1982) και Andrillat (1983) μελέτησαν τα φάσματα 127 αστέρων φασματικού τύπου Be, με ανάλυση 5,5 και 27 Å/mm και παρατήρησαν ότι η δομή της γραμμής εκπομπής της Hα είναι ιδιαίτερα σύνθετη και μεταβλητή και ότι, στις περισσότερες περιπτώσεις, εμφανίζεται μια κεντρική απορρόφηση. Οι μετρήσεις τους για τα εύρη στο μισό της έντασης της εκπομπής υπέδειξαν και επιβεβαίωσαν ότι υπάρχει σχέση με την ταχύτητα περιστροφής. Η έκταση των πτερύγων της γραμμής Hα υπέδειξε ότι οι τιμές του εύρους στο μισό της έντασης σχετίζονται με την ταχύτητα Vsini και το φασματικό τύπο. Τα αποτελέσματά τους συμφωνούσαν επίσης με την υπόθεση της διεύρυνσης λόγω της σκέδασης ηλεκτρονίων στο κέλυφος. Σε κάποια εκ των μελετούμενων φασμάτων εμφανίζεται αστρική απορρόφηση, πάνω στην οποία υπερτίθεται η εκπομπή. Ονόμασαν αυτή τη γραμμή απορρόφησης «φωτοσφαιρική γραμμή» (photosphericline). Αυτή η «φωτοσφαιρική γραμμή» δεν εμφανίζεται στις περισσότερες περιπτώσεις (64%), καθώς η εκπομπή της Hα είναι πολύ έντονη. Παρατήρησαν επίσης κεντρική απορρόφηση στη γραμμή εκπομπής της Hα στο 73% των μελετούμενων αστέρων. Αυτή η απορρόφηση, τις περισσότερες φορές είναι στενή και συμμετρική, αλλά μερικές φορές εμφανίζεται αρκετά διευρυμένη και παρουσιάζει σύνθετη και μεταβλητή δομή. Σε μερικές περιπτώσεις το περίγραμμα συνίσταται σε μια αρκετά διευρυμένη γραμμή απορρόφησης με μια κεντρική εκπομπή, η οποία, πιθανώς, έχει χρωμοσφαιρική προέλευση. Το πλέον σύνηθες φαινόμενο είναι η εμφάνιση μιας καθαρής εκπομπής, με κανένα ίχνος απορρόφησης (64% των περιπτώσεων). Τα υπολογιζόμενα εύρη στο ήμισυ της έντασης της γραμμής εκπομπής σχετίζονται με την ταχύτητα περιστροφής του αστέρα. Η έκταση των πτερύγων σχετίζεται με το φασματικό τύπο και την ταχύτητα περιστροφής του αστέρα. Γενικά, η ένταση και η έκταση των πτερύγων της γραμμής εκπομπής εμφανίζουν μέγιστο στους προγενέστερους φασματικούς υποτύπους (B0-B5). Πρότειναν ότι η υπόθεση του σχηματισμού των γραμμών εκπομπής σε έναν ισημερινό δίσκο γύρω από τον αστέρα, που περιστρέφεται πολύ γρήγορα, δεν ερμηνεύει τη μεγάλη έκταση των πτερύγων των γραμμών εκπομπής της Hα, οι οποίες παρατηρούνται στα φάσματα των αστέρων κελύφους φασματικού τύπου Be (Underhill 1953). Αποδέχονται ότι αυτό το φαινόμενο οφείλεται στη σκέδαση ηλεκτρονίων (Marlborough 1969) ή στην περιστροφή του κελύφους, καθώς επίσης και στην κίνηση του υλικού μέσα στο κέλυφος (Gray & Marlborough 1974, Poeckert & Marlborough 1979). Αυτή είναι μια καλή ερμηνεία για την περίπτωση στην οποία, σε διαφορετικά φάσματα του ίδιου αστέρα, η κεντρική απορρόφηση εμφανίζει μεταβολές στη θέση, τη δομή και την έντασή της.

Η Doazan (1982), αναφερόμενη στα φάσματα των υπεργιγάντων αστέρων, παρατήρησε ότι η γραμμή Hα μπορεί να εμφανιστεί ασθενώς σε εκπομπή στο φάσμα των υπεργιγάντων φασματικού τύπου B και ότι η μορφή του περιγράμματος αλλάζει με το χρόνο, ανάλογα με τη μετατόπιση του βαθύτερου

www.physicsbooks.gr

σημείου του πυρήνα απορρόφησης. Τα περιγράμματα της Hα των υπεργιγάντων φασματικού τύπου B διαφέρουν ανάλογα με το χρόνο, και το είδος της φαινόμενης αλλαγής σχετίζεται περισσότερο με τη λαμπρότητα, παρά με το φασματικό τύπο. Οι υπεργίγαντες Ib έχουν μια λιγότερο εμφανή μεταβλητότητα απ' ό,τι οι Ia ή Ia+. Η εκπομπή στην Hα πρέπει να δημιουργείται στο κέλυφος των υπεργιγάντων φασματικού τύπου B. Καμία παρατηρούμενη μορφή της εκπομπής δεν μπορεί να ερμηνευθεί από ένα κλασικό ατμοσφαιρικό μοντέλο παράλληλων αερίων επιπέδων. Πρότεινε ότι αν θέλουμε να δούμε κατά πόσο μπορούμε να εκτιμήσουμε ποσοτικά τα παρατηρούμενα περιγράμματα, ώστε οι φυσικές πληροφορίες για τη φωτόσφαιρα και το κέλυφος να γίνουν συμπεράσματα, η χρήση του «καθαρού ισοδυνάμου εύρους», όπως ορίζεται από τον Rosendahl (1973b), δεν είναι μια τόσο παραγωγική διαδικασία. Η επιπλέον ενέργεια στην εκπομπή της Hα προέρχεται από το κέλυφος. Μπορεί να μετρηθεί καλύτερα αν συγκρίνουμε την παρατηρούμενη ενεργειακή μεταφορά με θεωρητικά φάσματα που δείχνουν τι θα ακτινοβολούσε η φωτόσφαιρα. Πρότεινε ότι το «καθαρό ισοδύναμο εύρος» που ορίζεται από τον Rosendahl δεν έχει θεωρητική σημασία, γιατί η γραμμή αναφοράς είναι υποθετική. Κανείς υπεργίγαντας αστέρας φασματικού τύπου B, ακόμα κι αν όλη η εξωτερική του ατμόσφαιρα συμπεριφερόταν όπως και στα κλασικά μοντέλα, δεν θα εξέπεμπε ένα συνεχές φάσμα στην περιοχή της Hα. Η καλύτερη προσέγγιση της ακτινοβολίας ενός (υποθετικού) υπεργίγαντα δίνεται από ένα προβλεπόμενο περίγραμμα της Hα του μοντέλου ατμοσφαιρών μη-Τοπικής Θερμοδυναμικής Ισορροπίας (non-LTE model) του Mihalas (1972a, b). Τα προβλεπόμενα περιγράμματα της Hα που προκύπτουν από το μοντέλο αυτό παρέχουν κατάλληλες κατανομές ενέργειας, οι οποίες περιγράφουν την παραγωγή ενέργειας μιας τυπικής φωτόσφαιρας, αν αυτή δεν περιβάλλεται από κέλυφος. Τα θεωρητικά αυτά περιγράμματα της Hα μπορούν να διευρυνθούν λόγω περιστροφής και μακροστροβιλισμού και το αποτέλεσμα να συγκριθεί με τα παρατηρούμενα περιγράμματα. Οι διαφορές του ισοδύναμου εύρους και του σχήματος της γραμμής, των θεωρητικών και των παρατηρούμενων καμπυλών, δίνουν λογικές πρώτες εκτιμήσεις του ποσού της ενέργειας που προέρχεται από το κέλυφος. Η μορφή του καθαρού περιγράμματος ενέργειας σαν συνάρτηση του μήκους κύματος περιέχει πληροφορίες για τη συνάρτηση πηγής της Hα. Το κατάλληλο μοντέλο είναι αυτό που θα αναπαράγει σωστά και για πολλά μήκη κύματος τη συνεχή μεταφορά ενέργειας από τον υπεργίγαντα. Φυσικά, θα πρέπει να ληφθεί υπόψη η μεσοαστρική απορρόφηση, η οποία εξαρτάται από το μήκος κύματος (Doazan 1982). Τα περιγράμματα δίνονται σε σχέση με το συνεχές στην περιοχή της Hα. Τα θεωρητικά περιγράμματα μπορούν να αναχθούν σε απόλυτη κλίμακα ενέργειας, αν πολλαπλασιαστούν με τη μονοχρωματική λαμπρότητα στο συνεχές κοντά στην Hα.

Ακόμη, η Doazan (1982) μελέτησε διαφορετικούς αστέρες και παρατήρησε ότι οι γραμμές εκπομπής παρουσιάζουν αισθητές μεταβολές για τον ίδιο αστέρα, οι οποίες εξαρτώνται από το χρόνο. Από παρατηρήσεις πολλών αστέρων φασματικού τύπου Be, φαίνεται ότι η ένταση και η έκταση της εκπομπής, για διαφορετικούς αστέρες, παρουσιάζουν μεγάλη διαφοροποίηση στη σειρά Balmer. Η ένταση της εκπομπής μειώνεται πάντα από την Hα προς τα υψηλότερα μέλη της σειράς, ενώ οι αστέρες στους οποίους η εκπομπή εκτείνεται μετά την H10 είναι ελάχιστοι. Στατιστικές μελέτες έχουν δείξει ότι η ένταση της Hα ελαττώνεται από τους αστέρες φασματικού τύπου B0e προς τους A. Αυτή η μείωση της έντασης παρουσιάζει μεγάλη διασπορά, λόγω της μεταβλητότητας και της ιδιαιτερότητας του κάθε αστέρα φασματικού τύπου Be. Τα περιγράμματα των φασματικών

www.diavlosbooks.gr

γραμμών στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be παρουσιάζουν μια μεγάλη ποικιλία. Συνήθως έχουν μια ρηχή, σχεδόν κεντρική, αναστροφή απορρόφησης, που χωρίζει τη γραμμή εκπομπής με τέτοιο τρόπο ώστε να παρουσιάζει δύο κορυφές. Βεβαίως, υπάρχουν και γραμμές χωρίς την κεντρική αναστροφή απορρόφησης και γραμμές με τρεις κορυφές εκπομπής. Η ένταση και το εύρος των γραμμών εκπομπής μεταβάλλονται με το χρόνο, με τις μεταβολές της έντασης να είναι πολύ μεγαλύτερες από τις μεταβολές του πλάτους. Η αναλογία ανάμεσα στα εύρη των γραμμών εκπομπής και στα μήκη κύματός τους είχε αναλυθεί ξανά από την Doazan (1970), που χρησιμοποίησε μεγαλύτερο δείγμα φασμάτων υψηλής ανάλυσης από τον Curtis (1923) και συμπεριέλαβε τη γραμμή Hα. Ένα από τα σημαντικότερα χαρακτηριστικά των περιγραμμάτων των φασματικών γραμμών εκπομπής στους αστέρες φασματικού τύπου Be είναι η μεγάλη έκταση των πτερύγων, που πολλές φορές, στην Hα, φτάνει τα 1.000 km/s. Η έρευνα της Doazan βασιζόταν στον υπολογισμό του μέγιστου εύρους. Με εξαίρεση την Hα, κατοχυρώνεται ο συσχετισμός μεταξύ του εύρους εκπομπής και του μήκους κύματος. Παρ' όλα αυτά, παρατηρείται ότι για όλους τους αστέρες που μελετήθηκαν, η ταχύτητα του άκρου της εκπομπής στην Hα είναι μεγαλύτερη από την ταχύτητα περιστροφής των γραμμών απορρόφησης. Σε πολλές περιπτώσεις, είναι δύο με τρεις φορές μεγαλύτερη της Vsini. Αυτό οδηγεί στο «παράλογο» συμπέρασμα ότι το περίβλημα περιστρέφεται ταχύτερα από τον ίδιο τον αστέρα, και ότι η τιμή της ταχύτητας περιστροφής του είναι δύο με τρεις φορές μεγαλύτερη από την κρίσιμη τιμή. Αυτή η αντίφαση υπονοεί ότι το εύρος των γραμμών εκπομπής δεν οφείλεται μόνο στην περιστροφή. Η Underhill (1953) ήταν η πρώτη που επεσήμανε το υπερβολικό εύρος της γραμμής εκπομπής Hα σε δύο αστέρες φασματικού τύπου Be. Υπέδειξε ότι μεγάλης έκτασης ρεύματα ύλης με υψηλές ταχύτητες σε μεγάλη απόσταση από τον αστέρα, διευρύνουν τη γραμμή. Ο Marlborough (1969) και οι Poeckert & Marlborough (1979) προσπάθησαν να αποδώσουν το υπερβολικό εύρος των πτερύγων της Hα χρησιμοποιώντας το μοντέλο τους, σύμφωνα με το οποίο το περίβλημα υφίσταται περιστροφή και διαστολή. Έδειξαν ότι η σκέδαση των φωτονίων από ηλεκτρόνια μπορεί να παράγει σημαντική διεύρυνση στις πτέρυγες της γραμμής, δηλαδή ένας μεγάλος αριθμός φωτονίων μπορεί να σκεδαστεί από το κέντρο της γραμμής εκπομπής προς τις πτέρυγες. Αυτό το χαρακτηριστικό είναι λιγότερο σημαντικό για τα υψηλότερα μέλη της σειράς Balmer. Ακόμη, σε καθορισμένες εποχές, ένας συγκεκριμένος αστέρας μπορεί να παρουσιάζει μεγάλες μεταβολές στο εύρος των γραμμών εκπομπής καθώς η ένταση μεταβάλλεται.

Η Doazan (1982) πρότεινε ένα μοντέλο για τις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Be, στο οποίο, προκειμένου να περιγράψει καλύτερα τη δομή της εκτεταμένης ατμόσφαιρας των αστέρων, που συνοδεύεται από μια πολύ ισχυρότερη ροή μάζας από την ηλιακή (σε αντίθεση με τον αυστηρό καθορισμό των ηλιακών ατμοσφαιρικών περιοχών), δέχτηκε την ύπαρξη κάποιων επιπρόσθετων σημαντικών περιοχών που είναι υποϊονισμένες και αργές. Από αυτές προέρχεται η εκπομπή της γραμμής Hα, το ψυχρό μακρινό υπέρυθρο φάσμα, το ψυχρό φάσμα στα ραδιοκύματα και ίσως και το φάσμα κελύφους σκόνης (βλέπε και σελ. 75). Σύμφωνα με αυτό το μοντέλο, για να μπορεί να παραχθεί η παρατηρούμενη εκπομπή της Hα, θα πρέπει η συγκέντρωση να μην είναι πολύ μικρή ή να πρόκειται για μια θερμή περιοχή. Έτσι, η Hα δεν μπορεί να προέρχεται από τη χαμηλότερη ψυχρή εξωφωτοσφαιρική περιοχή. Η συγκέντρωση παίρνει τιμές ικανές ώστε να μπορεί να παραχθεί η Hα αν θεωρήσουμε ότι η περιοχή, όπου αυτή παράγεται, βρίσκεται υψηλότερα. Γενικά η περιοχή εκπομπής της Hα

www.diavlosbooks.gr

ξεκινάει από τις 3 – 5 αστρικές ακτίνες στις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Be. Αφού το μοντέλο αναφέρεται σε αστέρες Be και παρόμοιους αστέρες, που παρουσιάζουν εκπομπές της Hα, θα πρέπει αυτοί να παρουσιάζουν μια τέτοια ροή μάζας ικανή να παράγει μια αρκετά εκτεταμένη ατμόσφαιρα, που να μπορεί να δώσει τις παρατηρούμενες εκπομπές της Hα, οι οποίες πολλές φορές είναι πολύ ισχυρές. Σύμφωνα μ' αυτά, οι παρατηρούμενες συνθήκες εκπομπής Hα απαιτούν την ύπαρξη ενός χαμηλού στέμματος, όπου η T_e αυξάνει προς τα έξω και η ταχύτητα ροής μάζας (U) είναι περίπου ίση με τη μονοδιάστατη θερμική ταχύτητα (q). Το ελάχιστο ύψος του εξαρτάται από το μέγεθος της ροής μάζας. Από τα περιγράμματα των γραμμών της Hα προκύπτει μια ταχύτητα διαστολής της τάξης των 100 km/s. Προκειμένου να επιτευχθεί μια τέτοια ταχύτητα, είναι απαραίτητη η ύπαρξη της μεταστεμματικής μεταβατικής περιοχής στις ατμόσφαιρες των αστέρων φασματικού τύπου Be. Η ύπαρξη αυτής της περιοχής είναι απαραίτητη διότι εκεί επιβραδύνεται το αέριο από την ταχύτητα ροής που έχει αποκτήσει στο στέμμα σε ταχύτητες της τάξης των 100 km/s, που είναι χαρακτηριστικές της περιοχής εκπομπής της Hα και ψύχεται το αέριο από την T_e που έχει στο στέμμα σε τιμές της τάξης των $1\text{-}2 \times 10^4$ K που είναι επίσης χαρακτηριστικές της περιοχής παραγωγής της Hα. Στο μοντέλο του Struve (1942) η περιοχή παραγωγής της Hα συνδέθηκε με τη χρωμόσφαιρα και όχι με το στέμμα λόγω των χαμηλών ταχυτήτων. Ένα από τα βασικότερα προβλήματα του μοντέλου του Struve για την περιοχή χρωμόσφαιρας - στέμματος ήταν η ψύξη σε τιμές μικρότερες της $T_e \sim 10^4$ K, ιδίως αν θεωρήσουμε ότι οι περιοχές Hα βρίσκονται κοντά στη φωτόσφαιρα. Το πρόβλημα αυτό εντείνεται περισσότερο από το γεγονός ότι τα χαρακτηριστικά της μη - Τοπικής Θερμοδυναμικής Ισορροπίας, στα οποία οφείλεται η T_e, καθορίζονται όχι από την ποσότητα αλλά από την ποιότητα του πεδίου ακτινοβολίας (Auer & Mihalas 1972, Baker & Menzel 1938, Cayrel 1966). Η T_e δεν μπορεί να πάρει τιμές μικρότερες της T_0 αν η περιοχή Hα είναι ακριβώς πάνω από τη φωτόσφαιρα, αφού σ' αυτή την περίπτωση οι πυκνότητες είναι μεγάλες. Στην περίπτωση που η περιοχή εκπομπής της Hα τοποθετηθεί στο ψυχρό εκτεταμένο περίβλημα, η ψύξη του αερίου δεν δημιουργεί κανένα πρόβλημα. Μια τέτοια εικόνα υποστηρίζεται και από τα χαρακτηριστικά των φασμάτων τύπου Bep, αφού η διαφορά αυτών των αστέρων από τους Be είναι ότι παρουσιάζουν μια πιο εκτεταμένη ατμόσφαιρα, η οποία αντιστοιχεί σε μια μεγαλύτερη αύξηση της ακτινοβολίας στην περιοχή του υπέρυθρου και των ραδιοκυμάτων. Το βασικό πρόβλημα γι' αυτή την περιοχή είναι να βρεθεί αν μια απλή χρονοανεξάρτητη ροή προς τα έξω είναι ικανή για το σχηματισμό της ή αν απαιτείται ο σχηματισμός της μεταστεμματικής μεταβατικής περιοχής. Τέλος, σύμφωνα με αυτό το μοντέλο, οι στενοί και απότομοι πυρήνες απορρόφησης των γραμμών του υδρογόνου σχηματίζονται στο ψυχρό κέλυφος, το οποίο βρίσκεται πάνω από το ψυχρό περίβλημα

Οι Dachs et al. (1986) παρατήρησαν ότι για τις γραμμές εκπομπής της Hα με μικρά ισοδύναμα εύρη, διακρίνονται, πάντα, καθαρά οι πτέρυγες των φωτοσφαιρικών γραμμών εκπομπής και στις δύο πλευρές του περιγράμματος της γραμμής εκπομπής. Οι πολύ ασθενείς γραμμές εκπομπής της Hα συνήθως εμφανίζουν δύο κορυφές, με μόνη εξαίρεση την περίπτωση των αστέρων, των οποίων ο άξονας περιστροφής είναι πραγματικά πάνω στην ευθεία παρατήρησης (truepole-onstars). Ο διαχωρισμός των δύο κορυφών της Hα γίνεται πιο ασθενής με την αύξηση του ισοδύναμου εύρους της εκπομπής της Hα. Αυτό συμφωνεί με την πρόταση ότι τα ήμισυ εύρη των γραμμών εκπομπής της Hα καθορίζονται, κυρίως, από τις ταχύτητες περιστροφής των εξώτερων τμημάτων των κελυφών των

www.diavgeiabooks.gr

αστέρων φασματικού τύπου Be, ενώ επιπρόσθετοι μηχανισμοί διεύρυνσης των γραμμών, όπως είναι η σκέδαση Thomson*, παίζουν πολύ μικρό ρόλο. Με την αύξηση του ισοδύναμου εύρους της γραμμής εκπομπής της Hα, οι πτέρυγες της φωτοσφαιρικής γραμμής απορρόφησης αρχίζουν να εξαφανίζονται και οι πτέρυγες των γραμμών εκπομπής εκτείνονται περισσότερο. Ταυτόχρονα, οι διπλές κορυφές συμπτύσσονται σε μία. Τα ήμισυ εύρη (FWHM) των γραμμών εκπομπής μειώνονται με την αύξηση του ύψους της κορυφής ή του ισοδύναμου εύρους της εκπομπής. Αυτό, ίσως, σχετίζεται με το γεγονός ότι τα κελύφη με μορφή δίσκου, τα οποία περιβάλλουν αστέρες φασματικού τύπου Be είναι οπτικά πυκνά στις περιοχές που εκπέμπουν ακτινοβολία Hα (Dachs & Wamsteker 1982). Ως εκ τούτου, η ενεργός διάμετρος των δίσκων εκπομπής Hα θα μπορούσε να είναι ίση με την εξώτερη ακτίνα του δίσκου, στην οποία η οπτική πυκνότητα πρώτης τάξης για φωτόνια Hα επιτυγχάνεται κατά μήκος της οπτικής ακτίνας από τον παρατηρητή. Οι δίσκοι εκπομπής Hα γύρω από όλους τους προγενέστερους αστέρες φασματικού τύπου Be θα πρέπει να εκπέμπουν ομοιόμορφα στην Hα. Για παρόμοια ισοδύναμα εύρη της εκπομπής Hα, τα ήμισυ εύρη (FWHM) των περιγραμμάτων των γραμμών εκπομπής αυξάνουν εμφανώς με την αύξηση της ταχύτητας περιστροφής του αστέρα (Vsini). Οι Dachsetal. (1986) κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι το σχήμα μιας γραμμής εκπομπής Hα καθορίζεται κυρίως από δύο μόνο συνεχείς παραμέτρους, δηλαδή την προβαλλόμενη ταχύτητα περιστροφής (Vsini) του συγκεκριμένου αστέρα φασματικού τύπου Be και του ισοδύναμου εύρους της εκπομπής Hα. Τέλος, για δεδομένες τιμές της προβαλλόμενης ταχύτητας περιστροφής (Vsini) των αστέρων, τα ήμισυ εύρη της γραμμής εκπομπής της Hα τείνουν να μειώνονται με την αύξηση του ισοδύναμου εύρους. Ο Dachs (1987) κατέληξε στο συμπέρασμα ότι οι παρατηρήσεις στην Hα υποστηρίζουν την ύπαρξη ψυχρών περιοχών εκπομπής της σειράς Balmer στα κελύφη των αστέρων φασματικού τύπου Be, τα οποία συνίστανται σε ένα διαφορικά περιστρεφόμενο δίσκο που περιβάλλει την ισημερινή ζώνη του αστέρα.

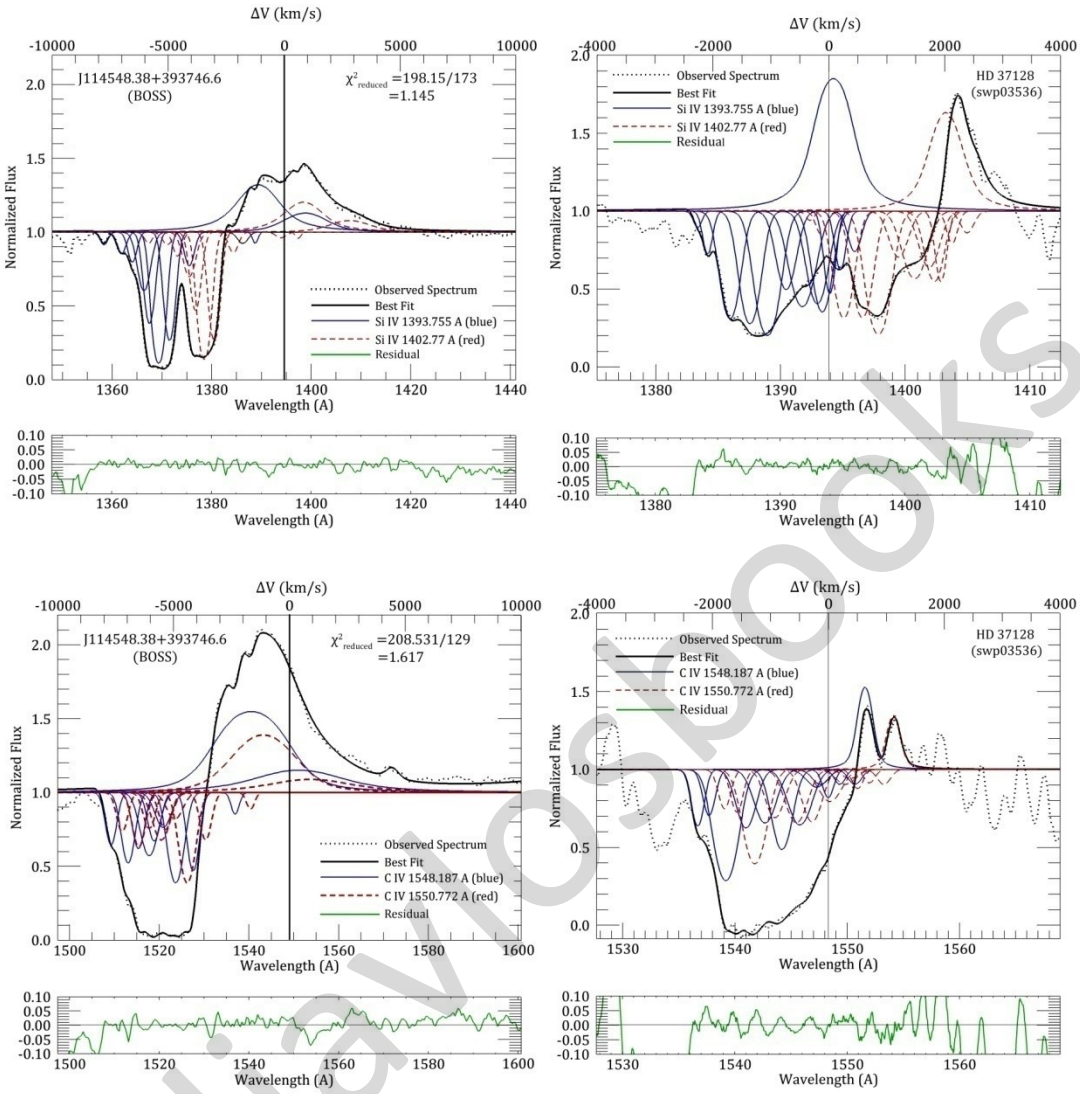
Οι Cidale & Ringuelet (1993) πρότειναν ότι τα μορφολογικά χαρακτηριστικά ενός περιγράμματος εξαρτώνται από τις αρχικές βαθμίδες της ταχύτητας, δηλαδή από τη συμπεριφορά της κατανομής της ταχύτητας στην υποφωτοσφαιρική περιοχή και στην περιοχή από όπου ξεκινάει ο αστρικός άνεμος. Ακόμη, η καμπύλη ταχυτήτων σε αυτή την περιοχή εξαρτάται από την ορμή και τη διακύμανση της ενέργειας, δηλαδή τους μηχανισμούς απώλειας μάζας και πρόσληψης θερμότητας (Iglesias&Ringuelet 1993). Μια πολύ απότομη καμπύλη ταχυτήτων κοντά στα φωτοσφαιρικά στρώματα παράγει περίγραμμα με μία κορυφή στην εκπομπή της Hα. Αντιθέτως, όταν μικρές βαθμίδες ταχύτητας εμφανίζονται σε μεγάλες αποστάσεις από τη φωτόσφαιρα (περίπτωση αστέρων φασματικού τύπου Be μεταγενέστερων υποτύπων), οι γραμμές της Hα μπορούν να εμφανίζουν κάθε είδος ιδιόρρυθμων περιγραμμάτων. Η συνεισφορά στη συνολική ένταση των συνιστωσών εκπομπής εξαρτάται από: α) την ακτίνα, στην οποία η ταχύτητα παίρνει την ασυμπτωτική της τιμή· μεγαλύτερη ακτίνα συνεπάγεται ισχυρότερη εκπομπή, β) την κατανομή της θερμοκρασίας στην περιοχή ελάχιστης θερμοκρασίας· η εκπομπή αυξάνει με τη μείωση της θερμοκρασίας και γ) τη θερμοκρασία του ψυχρού κελύφους· η εκπομπή αυξάνει αντιστρόφως ανάλογα της T_0. Απέδωσαν τα διαφορετικά είδη των περιγραμμάτων της Hα στις βαθμίδες ταχύτητας κοντά στην αστρική φωτόσφαιρα. Μια κεντρική συνιστώσα

*Σκέδαση Thomson ή σκέδαση ηλεκτρονίων είναι η σκέδαση της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας από φορτισμένα σωματίδια.

www.physicsbooks.gr

απορρόφησης παράγεται όταν μικρές βαθμίδες ακτινικής ταχύτητας επικρατούν στις περιοχές κοντά στη φωτόσφαιρα, ενώ μεγάλες βαθμίδες ταχύτητας στην ίδια περιοχή παράγουν συνιστώσες απορρόφησης μετατοπισμένες προς το ιώδες.

www.diavlosbooks.gr



Νέες Ιδέες για τη δομή των ατμοσφαιρών των αστέρων εκπομπής προγενέστερων φασματικών τύπων

Δορυφορικές Συνιστώσες (Satellite Components) και πυκνώματα ύλησστους αστέρες εκπομπής προγενέστερων φασματικών τύπων

www.diavlosbooks.gr

Ιστορική αναδρομή

Πρώτος ο Peton (1974), μελέτησε το ορατό φάσμα του διπλού συστήματος AXMon (HD 45910) και σημείωσε την ύπαρξη μιας δεύτερης συνιστώσας της γραμμής απορρόφησης του FeII στα 4233 Å, η οποία, ανάλογα με τη φάση του συστήματος, εμφανιζόταν στην ιώδη ή στην ερυθρή πλευρά της κύριας φασματικής γραμμής. Γι' αυτό το λόγο, ονόμασε τη δευτερεύουσα συνιστώσα «*δορυφορική συνιστώσα*»(*satellitecomponent*).

Η Underhill (1975) παρατήρησε οξείες συνιστώσες των ιόντων NII, C II και MgII στο φάσμα του αστέρα HD 58350 και απέδωσε τη συνιστώσα που αντιστοιχούσε σε ταχύτητα 230 km/s σε ένα αέριο νέφος, το οποίο επιταχύνεται από τον αστέρα και κινείται γρήγορα προς τα έξω, ενώ τη συνιστώσα που αντιστοιχούσε σε ταχύτητα 25 km/s την απέδωσε σε ένα κινούμενο κέλυφος γύρω από τον αστέρα (movingcircumstellarshell).

Οι Lamersetal. (1982) θεώρησαν ότι είναι πιθανή η ύπαρξη δορυφορικών συνιστωσών στα περιγράμματα PCygni των γραμμών συντονισμού στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα HD 175754 φασματικού τύπου OeIIf και πρότειναν ότι αυτές μπορεί να οφείλονται στις βαθμίδες ιονισμού που επικρατούν σε έναν σφαιρικά συμμετρικό και σταθερό, με το χρόνο, αστρικό άνεμο.

Οι Henrichs et al. (1980) και Doazan et al. (1980c) παρατήρησαν ότι στον αστέρα γ Cas οι γραμμές συντονισμού των N V, C IV και Si IV εμφανίζουν δύο συνιστώσες σε συγκεκριμένες φάσεις: η πιο πλατιά εμφανίζει μικρή ακτινική ταχύτητα (-100 km/s), ενώ η πιο στενή, που είναι μετατοπισμένη κατά -1.500 km/s περίπου, παρουσιάζει μεγάλες μεταβολές βάθους μέσα σε λίγες ημέρες. Επίσης, η Doazan (1982) παρατήρησε ότι οι γραμμές συντονισμού του CIV στον ω Ori εμφανίζουν τρεις συνιστώσες στα -545, -750 και -855 km/s, ενώ στον 66 Oph οι γραμμές συντονισμού του C IV παρουσιάζουν δύο συνιστώσες, τη μία στα -250 km/s και την άλλη στα -700 km/s.

Οι Francoetal. (1983) μελέτησαν τα περιγράμματα PCygni των γραμμών συντονισμού του αστέρα HD 175754 σε διαφορετικές χρονικές περιόδους και παρατήρησαν ότι οι δευτερεύουσες συνιστώσες μεταβάλλονται. Για τον συγκεκριμένο αστέρα, πρότειναν δύο διαφορετικούς μηχανισμούς για να ερμηνεύσουν αυτή τη μεταβλητότητα. Ένας μηχανισμός θέρμανσης σε μια θερμή περιοχή με θερμοκρασία $2 \cdot 10^5$K, είναι υπεύθυνος για τη δημιουργία της κύριας, στάσιμης συνιστώσας και ένας μηχανισμός, σύμφωνα με τον οποίο το ψυχρό υλικό μεγάλης ταχύτητας ιονίζεται από ακτίνες - Χ προερχόμενες από τις εσωτερικές στεμματικές περιοχές, δημιουργεί τη δευτερεύουσα συνιστώσα.

Η Mullan (1984a, b, 1986) πρότεινε ότι οι δορυφορικές συνιστώσες είναι αποτέλεσμα των «*Συμπεριστρεφόμενων Περιοχών Αλληλεπίδρασης*» (*CorotatingInteractionRegions, CIRs*), οι οποίες είναι αλληλεπιδρώντα γρήγορα ή αργά κινούμενα αέρια ρεύματα υψηλής πυκνότητας που παρασύρονται από την περιστροφή του αστέρα, με αποτέλεσμα να περιστρέφονται μαζί με αυτόν. Οι CIRs σχηματίζονται στους αστρικούς ανέμους και εξαρτώνται από τις ασυμμετρίες στην ταχύτητα ή την πυκνότητα του ανέμου.

Ο Danezis (1984, 1987) καιοι Danezis et al. (1991) μελέτησαν το υπεριώδες φάσμα του αερίου κελύφους του αστέρα AXMon από το δορυφόρο IUE (στη φάση 0,568) και παρατήρησαν ότι οι γραμμές απορρόφησης πολλών ιόντων διαφορετικών δυναμικών ιονισμού, όχι μόνο αυτών που παρουσιάζουν περίγραμμα PCygni, συνοδεύονται από δύο ισχυρές συνιστώσες απορρόφησης του ίδιου ιόντος και του αυτού μήκους κύματος, μετατοπισμένες κατά διαφορετικά Δλ, στην ιώδη

www.diavlosbooks.gr

πλευρά κάθε κύριας φασματικής γραμμής. Αυτό σημαίνει ότι οι περιοχές δημιουργίας αυτών των φασματικών γραμμών δεν είναι συνεχείς, αλλά αποτελούνται από ένα πλήθος ανεξάρτητων πυκνωμάτων ύλης, τα οποία μπορούν να περιστρέφονται και να κινούνται με διαφορετικές φαινόμενες ταχύτητες.

Την ύπαρξη των δορυφορικών συνιστωσών στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα AXMon (στη φάση 0,095) εντόπισαν και οι Sahadeetal. (1984) και Sahade & Brandi (1985). Επίσης, ο Hutsemékers (1985) μελετώντας το υπεριώδες φάσμα του HD 50138, ενός άλλου αστέρα φασματικού τύπου Be, παρατήρησε ένα πλήθος δορυφορικών συνιστωσών που συνόδευαν τις κύριες φασματικές γραμμές.

Οι Bates & Halliwell (1986), ονομάζοντας τις δορυφορικές συνιστώσες «*Διακριτές Συνιστώσες Απορρόφησης*» (*DiscreteAbsorptionComponents, DACs*), πρότειναν ένα μοντέλο εκροής αερίων μαζών από μια περιοχή πάνω από τη φωτόσφαιρα, οι οποίες επιταχύνονται λόγω πίεσης ακτινοβολίας. Πολλοί ερευνητές μελέτησαν τις ιδιότητες του αστρικού ανέμου, θεωρώντας ότι οι DACs είναι αποτέλεσμα των διαταραχών του. Τέτοιες διαταραχές θα μπορούσαν να είναι σπειροειδή υλικά ρεύματα που οφείλονται στην περιστροφή του αστέρα (Mullan 1984a, Prinja & Howarth 1988) ή εκροές μάζας που διαταράσσουν την ομοιομορφία της ατμόσφαιρας, δημιουργώντας κάποιες υλικές δομές ("shells", "puffs", "gasparcels") (Henrichs 1984, Underhill & Fahey 1984, Bates & Halliwell 1986, Grady et al. 1987, Lamers et al. 1988).

Οι Willis et al. (1989) διαφώνησαν με την άποψη ότι οι DACs δημιουργούνται σε σταθερούς διακριτούς σχηματισμούς υλικού μεγάλης πυκνότητας (shells ή blobs). Πρότειναν ότι οι DACs είναι αποτέλεσμα *μεγάλων χαοτικών δομών μέσα στον αστρικό άνεμο* και ότι δημιουργούνται από διαφορετικό υλικό σε διαφορετικές χρονικές περιόδους, λόγω μη ακτινοβολιακής ισορροπίας (Mullan 1984a, b, Owocki et al. 1988, Prinja & Howarth 1988).

Οι Bates & Gilheany (1990) και Gilheany et al. (1990) αναφέρουν ότι *είναι δύσκολο να αναγνωριστούν χωρίς αμφιβολία οι DACs και τα χαρακτηριστικά του αστρικού ανέμου από ένα μόνο φάσμα ενός αστέρα, αφού στα υπεριώδη φάσματα των μεταγενέστερων αστέρων φασματικού τύπου Β εμφανίζεται μεγάλο πλήθος φωτοσφαιρικών γραμμών*. Έτσι, στη μελέτη που έκαναν σε δώδεκα υπεργίγαντες φασματικών τύπων B5 - B9, εφάρμοσαν ένα μοντέλο βασισμένο σε σφαιρική συμμετρία και, αναπαράγοντας τα περιγράμματα των γραμμών μέσω συναρτήσεων Gauss, υπολόγισαν τις τιμές για τα παρατηρούμενα εύρη ταχυτήτων των συνιστωσών και του ισοδύναμου εύρους. Κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι οι DACs διαφορετικών ιόντων δεν εμφανίζονται ταυτόχρονα και απέδωσαν την εμφάνιση των DACs σε απώλεια μάζας (Burki et al. 1982).

Παρά το γεγονός ότι είχαν εντοπίσει την ύπαρξη δορυφορικών συνιστωσών (DACs) σε ένα πλήθος αστέρων φασματικού τύπου Be, οι Danezis & Theodossiou (1988, 1990) δεν βρήκαν δορυφορικές συνιστώσες στις κύριες γραμμές ενός άλλου αστέρα φασματικού τύπου Be, του 88 Herculis. Οι Laskarides et al. (1992a) παρατήρησαν μία ακόμη δορυφορική συνιστώσα στις γραμμές ιόντων χαμηλού δυναμικού ιονισμού στο υπεριώδες φάσμα του αστέρα AXMon, στην κόκκινη πλευρά των κύριων γραμμών απορρόφησης. Η ύπαρξη των συνιστωσών στην κόκκινη πλευρά των κύριων γραμμών είχε προταθεί από την Doazan (1982), η οποία είχε αποδώσει την ύπαρξή τους στη συστολή των εξωτερικών περιοχών του αερίου κελύφους.

Οι Waldron et al. (1992) μελέτησαν τη *χρονομεταβαλλόμενη υδροδυναμική επίδραση ενός σφαιρικά συμμετρικού πυκνώματος / κελύφους που δημιουργείται στον αστρικό άνεμο* του αστέρα HD 66811 (ζ Puppis) φασματικού τύπου O4I(n)f

www.diavlos.gr

και πρότειναν ότι *η συμπεριφορά των DACs συνδέεται με αυτά τα πυκνώματα που εμφανίζονται στον υπερηχητικό άνεμο από κάποιο άγνωστο μηχανισμό*. Σε μια μεταγενέστερη μελέτη του ζ Puppis οι Waldronetal. (1994), βασίστηκαν στο γεγονός ότι οι DACs είναι ένα σταθερό φαινόμενο σε μεγάλη χρονική κλίμακα (Kaper et al. 1990), στις μικρής κλίμακας μεταβολές που σχετίζονται με το ρυθμό περιστροφής του αστέρα (Prinja 1988, 1992) και στην παρατηρούμενη μεταβλητότητα των φωτοσφαιρικών γραμμών και των γραμμών του αστρικού ανέμου, οι οποίες φαίνεται να σχετίζονται μεταξύ τους (Henrichs 1990). Πρότειναν ότι *ο υπεύθυνος μηχανισμός για τη δημιουργία των DACs μπορεί να σχετίζεται δυναμικά με τη φωτόσφαιρα και η εμφάνιση των DACs πρέπει να είναι αποτέλεσμα της εγγενούς αστάθειας που εμφανίζουν οι αστρικοί άνεμοι, οι οποίοι οφείλονται στην ακτινοβολία*. Στη μελέτη τους προσπάθησαν να ερμηνεύσουν τα φαινόμενα έξωσης μάζας μεγάλης κλίμακας, μοντελοποιώντας τη χρονομεταβαλλόμενη υδροδυναμική απόκριση του αστρικού ανέμου ως προς ένα σφαιρικά συμμετρικό κέλυφος μεγάλης πυκνότητας, υπονοώντας ότι μπροστά από τον αστρικό δίσκο θα πρέπει να υπάρχει ένα σημαντικό ποσό υλικού. Κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι η συμπεριφορά των DACs στις γραμμές που εμφανίζουν περίγραμμα PCygni στο υπεριώδες, πρέπει να είναι αποτέλεσμα πυκνωμάτων ύλης (Lamers & Snow 1978, Henrichs et al. 1980, 1983), στα οποία επικρατεί υδροδυναμική ισορροπία και τα οποία διαδίδονται στις υπερηχητικές περιοχές του ανέμου ως σταθερά απομονωμένα κύματα. Επίσης αναφέρουν ότι *το κέλυφος επιταχύνεται σε αντίθεση με την υποκείμενη δομή του ανέμου, οι διακυμάνσεις της ταχύτητας είναι μικρές και η δυναμική του κελύφους είναι ουσιαστικά ανεξάρτητη της χρησιμοποιούμενης εξίσωσης ενέργειας*.

Οι Henrichs et al. (1994) στη μελέτη τους για τον αστέρα ξ Per αποδέχονται ότι *οι DACs δημιουργούνται σε απορροφούντα κελύφη που βρίσκονται στη διεύθυνση παρατήρησης και προβάλλονται στον αστρικό δίσκο* και πρότειναν ότι *παρόμοιες δομές πυκνότητας πρέπει να υπάρχουν και στον εκπέμποντα όγκο αερίου που περιβάλλει τον αστέρα*. Πρότειναν επίσης, ότι οι DACs δημιουργούνται σε διαστελλόμενες, διακριτές περιοχές μεγάλης πυκνότητας. Η δημιουργία αυτών των περιοχών, όπως προτείνουν οι συγγραφείς, οφείλεται στις ισχυρές ακτινοβολιακές ανισοτροπίες του ανέμου.

Οι Telting et al. (1993) και Telting & Kaper (1994) μελέτησαν τον αστέρα γ Cas φασματικού τύπου Be και πρότειναν ένα μοντέλο για να περιγράψουν το κέλυφος, το οποίο συνδυάζει δύο είδη αστρικών ανέμων: *έναν ισημερινό δίσκο μεγάλης πυκνότητας, στον οποίο δημιουργούνται οι γραμμές εκπομπής Balmer και η υπεροχή υπερύθρου (IRexcess) και ένα γρήγορα διαστελλόμενο άνεμο, προερχόμενο από ακτινοβολία, που ρέει από μεγάλα αστρικά πλάτη και στον οποίο δημιουργούνται οι υπεριώδεις γραμμές συντονισμού*. Υπολόγισαν τις ίδιες τιμές για την ταχύτητα διαστολής του υλικού των περιοχών μέσα στις οποίες δημιουργούνται οι DACs διαφορετικών γραμμών συντονισμού σε πολλά φάσματα, υποδεικνύοντας ότι αυτές πρέπει να δημιουργούνται σε *μια συγκεκριμένη, διαστελλόμενη, υψηλής πυκνότητας δομή του ανέμου*.

Οι Cranmer & Owocki (1996) πρότειναν ότι οι DACs δημιουργούνται σε *μεγάλης έκτασης δομές αστρικού ανέμου, όπως νέφη, ρεύματα ή σφαιρικές δομές που βρίσκονται σε συγκεκριμένα σημεία*. Η πρόταση αυτή βασίστηκε στην *έλλειψη μεταβολής στις γραμμές εκπομπής των περιγραμμάτων P Cygni στο υπεριώδες* (Prinja & Howarth, 1988) *και στη σημαντική μεταβλητότητά τους στο υπέρυθρο* (Howarth 1992), καθώς επίσης και στο γεγονός ότι *τα παρατηρούμενα μεγάλα βάθη των γραμμών απορρόφησης μπορούν να δημιουργούνται αν η δομή του ανέμου είναι*

www.diavlosbooks.gr

αρκετά εκτεταμένη, ώστε να καλύπτει ένα σημαντικό μέρος του αστρικού δίσκου. Πρότειναν ένα υδροδυναμικό μοντέλο, το οποίο υποθέτει την ύπαρξη ακτινοβολίας προερχόμενης από έναν αζιμουθιακά ανομοιογενή αστρικό άνεμο ο οποίος είναι υπεύθυνος για το σχηματισμό των μεγάλης έκτασης CIRs. Πρότειναν, ακόμη, ότι οι DACs μπορεί να προέρχονται από τις CIRs, που είναι αποτέλεσμα ενός μαγνητικού πεδίου (Mullan 1984a, b, 1986), το οποίο παρουσιάζει κλειστούς και ανοικτούς μαγνητικούς βρόχους πάνω από την επιφάνεια του αστέρα (Underhill & Fahey 1984) και για το οποίο *η εκρηκτική απώλεια μάζας από την επιφάνεια διαρκεί αρκετά, ώστε να δημιουργούνται δομές που καλύπτουν ένα σημαντικό μέρος του αστρικού δίσκου*.

Οι Rivinius et al. (1997) μελέτησαν τα οπτικά φάσματα υπεργιγάντων φασματικού τύπου B και πρότειναν ένα μοντέλο για τις χρονικές μεταβολές του αστρικού ανέμου, το οποίο προϋποθέτει *ένα σταθερό σφαιρικό άνεμο με τυχαία κατανεμημένες ανομοιογένειες* (*blobs*) *που απομακρύνονται από τον αστέρα*. Πρότειναν ότι όταν τα "blobs" βρίσκονται μπροστά από τον αστρικό δίσκο, δημιουργούν τα DACs, διαφορετικά, συνεισφέρουν μόνο σε μια επιπλέον ακτινοβολία, που εκπέμπεται προς όλες τις κατευθύνσεις (Lamers 1994). Για να ερμηνεύσουν την παρουσία των DACs σε πολύ χαμηλές ταχύτητες, πρότειναν ότι τα "blobs" δεν προέρχονται από τον αστρικό άνεμο, αλλά από τη φωτόσφαιρα ή από ακόμα βαθύτερα στρώματα.

Οι Prinja et al. (1997) εντόπισαν μια DAC πολύ μεγάλου εύρους (SuperDAC) σε όλες τις φασματικές γραμμές του υπεργίγαντα γ Ara φασματικού τύπου B, η οποία υποδεικνύει ότι κατά μήκος του αστρικού ανέμου υπάρχουν συγκεντρώσεις ύλης πολύ μεγάλης πυκνότητας σε περιοχές διαφορετικών δυναμικών ιονισμού, οι οποίες καλύπτουν το μεγαλύτερο μέρος του ορατού ημισφαιρίου του αστέρα. Πρότειναν ότι ο άνεμος αυτού του αστέρα μπορεί να είναι πυκνότερος στο ισημερινό επίπεδο, πιθανότατα λόγω της γρήγορης περιστροφής, και ότι η "SuperDAC" δημιουργείται στην περιοχή του ισημερινού, ή είναι αποτέλεσμα των CIRs ή *δημιουργείται από χρονομεταβαλλόμενες διακυμάνσεις του ανέμου, (πιθανώς ενισχυμένη απώλεια μάζας), οι οποίες δεν εμφανίζουν εξάρτηση από το αστρικό πλάτος, αλλά απλώς αντιπροσωπεύουν πυκνές αέριες μάζες, που επιταχύνονται με μικρότερο ρυθμό μέχρι την τελική μικρή ταχύτητα*.

Οι Fullerton et al. (1997), στη μελέτη τους για τον υπεργίγαντα HD 64760 φασματικού τύπου B, πρότειναν ότι ο άνεμος δεν είναι σφαιρικά συμμετρικός και οι δομές του ανέμου που είναι υπεύθυνες για τη δημιουργία των DACs δεν είναι ακτινικές, αλλά εκτείνονται αζιμουθιακά σε περισσότερο από 90º και έχουν σπειροειδή μορφή. Αυτές οι σπείρες περιστρέφονται μαζί με την επιφάνεια του αστέρα, δηλαδή συνδέονται με φωτοσφαιρικά φαινόμενα και δημιουργούν πυκνώματα ύλης στον αστρικό άνεμο. Κατέληξαν στο ενδιαφέρον συμπέρασμα ότι *η ακτινική διαστολή του αστρικού ανέμου του αστέρα HD 64760 δεν διαφέρει σημαντικά από τις εκροές υλικού που προκύπτουν από σφαιρικά συμμετρικά μοντέλα σταθερής κατάστασης των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων*. Πρότειναν ότι αυτό μπορεί να οφείλεται στην πιθανότητα *η ακτινική διαστολή του ανέμου να μην επηρεάζεται σημαντικά από την παρουσία των σπειροειδών σχηματισμών*. Ερμήνευσαν την εμφάνιση των DACs διαφορετικών ιόντων θεωρώντας ότι υπάρχει *μια βαθμίδα ιονισμού ή πυκνότητας κατά πλάτος των σπειρών, έτσι ώστε το εσωτερικό όριο να ευνοεί την ύπαρξη των πολύ ιονισμένων στοιχείων*.

Η Cidale (1998) μελέτησε τις γραμμές του MgII στους αστέρες φασματικού τύπου Be θεωρώντας σφαιρική συμμετρία για το διαστελλόμενο

www.diavlosbooks.gr

υλικό που περιβάλλει τους αστέρες, στο οποίο απέδωσε την παρουσία των μετατοπισμένων προς το μπλε συνιστωσών και πρότεινε ότι *ένας επιβραδυνόμενος άνεμος δημιουργεί εξωτερικές περιοχές μεγάλης πυκνότητας που μπορούν να ενισχύουν την εκπομπή*.

Οι Kaper et al. (1996, 1997, 1999) μελέτησαν μια σειρά 10 λαμπρών αστέρων φασματικού τύπου Ο και περιέγραψαν το σχήμα των ανεξάρτητων συνιστωσών απορρόφησης μέσω μιας εκθετικής συνάρτησης Gauss. Υπολόγισαν την ίδια ταχύτητα για τις γραμμές συντονισμού που δημιουργούνται από διαφορετικά ιόντα και πρότειναν ότι η μεταβλητότητα των πτερύγων συνδέεται άμεσα με τις DACs (Henrichs et al. 1988, 1994, Prinja 1991), οι οποίες επηρεάζουν τη θέση των πτερύγων. Πρότειναν ότι οι DACs σχετίζονται με αλληλεπιδρώντα γρήγορα ή αργά κινούμενα αέρια ρεύματα υψηλής πυκνότητας που παρασύρονται από την περιστροφή του αστέρα, με αποτέλεσμα να περιστρέφονται μαζί με αυτόν (CIRs). Τα καμπυλωμένα ρεύματα έχουν ως αποτέλεσμα το γρήγορο υλικό του ανέμου να συγκρούεται με το αργό υλικό του ανέμου που συναντάει, δημιουργώντας, έτσι, πυκνώματα ύλης, ενώ η περιστροφή του αστέρα έχει ως αποτέλεσμα η περιοχή αλληλεπίδρασης να εμφανίζει επίσης σπειροειδές σχήμα, να παρασύρεται από την περιστροφή του αστέρα και να περιστρέφεται μαζί με αυτόν. Αντιθέτως, το υλικό του ανέμου, λόγω διατήρησης της στροφορμής, δεν περιστρέφεται μαζί με τον αστέρα, αλλά κινείται ακτινικά και συναντάει την περιοχή αλληλεπίδρασης μακριά από τον αστέρα. Πρότειναν ότι *οι DACs δεν δημιουργούνται στην περιοχή των CIRs, αλλά στις ονομαζόμενες συστροφές ακτινοβολιακών - ακουστικών κυμάτων πυκνότητας (radiative-acoustickinks), οι οποίες παρασύρουν τις CIRs*. Καθώς οι DACs που εμφανίζονται στις γραμμές συντονισμού διαφορετικών ιόντων παρουσιάζουν την ίδια ταχύτητα, θα πρέπει να δημιουργούνται σε πυκνώματα ύλης, τα οποία θα πρέπει να είναι γεωμετρικά εκτεταμένα, ώστε να είναι παρατηρήσιμα, καλύπτοντας ένα σημαντικό μέρος του αστρικού δίσκου. Πρότειναν, ακόμη, ότι, λόγω της σταθερής εμφάνισης των DACs για μεγάλα χρονικά διαστήματα, *η φυσική διαδικασία που είναι υπεύθυνη για το σχηματισμό των αργών (ή γρήγορων) αέριων ρευμάτων πρέπει να είναι σχετικά σταθερή*. Κάτι τέτοιο σημαίνει ότι τα αέρια ρεύματα πρέπει να οφείλονται σε μη ακτινικούς παλμούς ή, λιγότερο πιθανά, σε ένα μαγνητικό πεδίο στην επιφάνεια του αστέρα.

Οι Cranmer et al. (2000) μελέτησαν τις DACs που εμφανίζονται στα φάσματα του αστέρα γ Cas, για να καθορίσουν τη φύση της αλληλεπίδρασης μεταξύ αστρικών ανέμων και δίσκων των αστέρων φασματικού τύπου Be (Telting&Kaper 1994). Σημείωσαν ότι οι προς τα έξω κινούμενες αέριες μάζες που είναι υπεύθυνες για το σχηματισμό των DACs είναι πυκνότερες από το μέσο αδιατάρακτο πολικό άνεμο. Πρότειναν ότι τα πυκνώματα ύλης που δημιουργούν τις DACs ίσως να οφείλονται *στην ύπαρξη συμπιεζόμενων κυματικών μετώπων που διαδίδονται μέσα στον πολικό άνεμο*. Τόνισαν το γεγονός ότι *η μέση δομή των DACs δεν φαίνεται να περιστρέφεται με τον αστέρα, δηλαδή εμφανίζεται ανεξάρτητη των αδιαφανών τοπικών σπειροειδών σχηματισμών που εμπεριέχονται σ' αυτή*. Είναι ενδιαφέρον ότι, καθώς μερικοί φασματικοί σχηματισμοί δεν μπορούσαν να αναπαραχθούν με μια συνάρτηση Gauss, οι Cranmeretal. (2000) αποφάσισαν να τους αναπαράγουν με έναν συνδυασμό δύο ή περισσότερων συναρτήσεων Gauss, χωρίς αυτό να υπονοεί ότι *οι ταχύτητες αυτών των επιπλέον όρων θα πρέπει να ερμηνευθούν ως ανεξάρτητοι δυναμικοί σχηματισμοί του ανέμου*. Επιβεβαίωσαν την υπόθεση ότι *οι DACs δεν αντιπροσωπεύουν απομονωμένα "blobs" διατηρούμενης μάζας, αλλά, αντιθέτως, υποδεικνύουν την παρουσία ενός σχηματισμού ή μιας*

www.diavlos.gr

διαταραχής που περιστρέφεται, διαμέσου του οποίου κινείται υλικό του αστρικού ανέμου. Εντόπισαν μικρότερη επιτάχυνση ή ακόμη και επιβράδυνση των περιοχών που παράγουν τις DACs, σε σχέση με το μέσο αστρικό άνεμο.

Η Markova (2000) μελέτησε τη μεταβλητότητα του περιγράμματος P Cygni σε οπτικά φάσματα και κατέληξε στο συμπέρασμα ότι η επανεμφάνιση των DACs δεν σχετίζεται με την περιστροφή του αστέρα και ότι οι DACs δεν οφείλονται σε ανεξάρτητους σχηματισμούς σταθερής μάζας, όπως είναι τα προς τα έξω κινούμενα blobs, αλλά ότι μάλλον δημιουργούνται από μεγάλης κλίμακας διαταραχές υψηλής πυκνότητας που κινούνται προς τα έξω, οι οποίες προέρχονται μάλλον από τη φωτόσφαιρα, αλλά εξελίσσονται στις εξώτερες περιοχές του ανέμου και μέσω των οποίων κινείται υλικό του αστρικού ανέμου. Αυτές οι διαταραχές μπορεί να είναι σφαιρικά συμμετρικά πυκνώματα ύλης ή καμπυλωμένες δομές.

Οι Danezis et al. (1991, 1995, 1997a,b, 1998, 1999, 2000a,b,c, 2001a,b,c, 2002a,b,c), Theodossiou et al. (1993a, b, 1997), Laskarides et al. (1992a, b, 1993a, b), Stathopoulou et al. (1995, 1997), Lyratzi et al. (2001, 2002a,b), Kyriakopoulou et al. (2001) και Christou et al. (2001), εκτός από τις μελέτες τους στα υπεριώδη φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου Be, όπου εντόπισαν δορυφορικές συνιστώσες, μελέτησαν επίσης τα υπεριώδη φάσματα πολλών αστέρων φασματικού τύπου Oe και εντόπισαν δορυφορικές συνιστώσες, όχι μόνο στις φασματικές γραμμές των ιόντων χαμηλού δυναμικού ιονισμού, αλλά και στις γραμμές συντονισμού των ιόντων NV, CIV, SiIV και στη φασματική γραμμή του NIV.

Διάκριση μεταξύ DACs και SACs

Σύμφωνα με όλα τα προηγούμενα, είναι φανερό ότι έχουν γίνει πολλές προτάσεις για την ερμηνεία του φαινομένου των DACs. Οι περισσότεροι ερευνητές πρότειναν μηχανισμούς οι οποίοι επιτρέπουν την ύπαρξη δομών που καλύπτουν όλο ή ένα μέρος
σε «Συμπεριστρεφόμενες Περιοχές Αλληλεπίδρασης» (Corotating Interaction Regions, CIRs) ήσεδομές που οφείλονται σε μαγνητικά πεδία ή σε σπειροειδή ρεύματα ως αποτέλεσμα της περιστροφής του αστέρα (Underhill & Fahey 1984, Mullan 1984a, b, 1986, Prinja & Howarth 1988, Cranmer & Owocki 1996, Fullerton et al. 1997, Kaper et al. 1996, 1997, 1999, Cranmer et al. 2000, Hamann et al. 2001, Brown et al. 2004, Krticka et al. 2004).Αν και δεν γνωρίζουμε ακόμη το μηχανισμό που δημιουργεί τέτοιες δομές, είναι βέβαιο ότι οι DACs δημιουργούνται σε ανεξάρτητα πυκνώματα ύλης στο περιβάλλον των αστέρων.

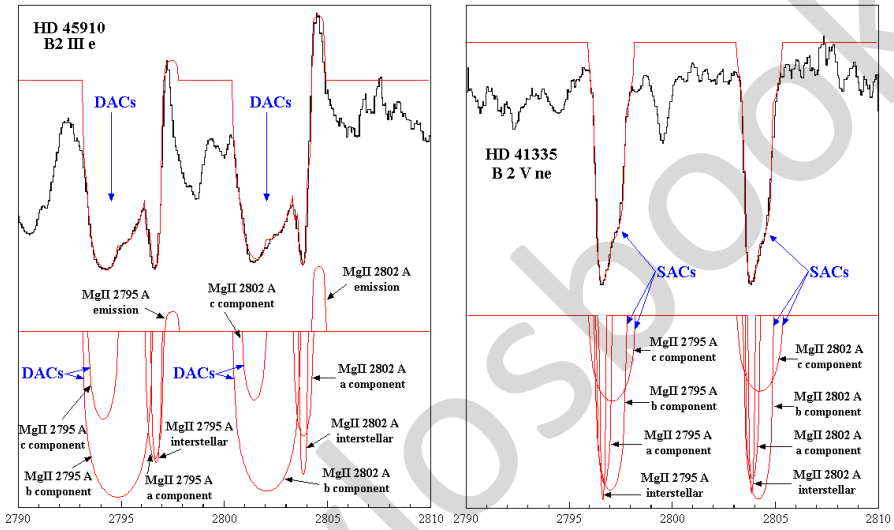
Τι είναι το φαινόμενο SACs

Στο σημείο αυτό θα θέλαμε να διευκρινίσουμε ποια είναι η κύρια διαφορά μεταξύ των Διακριτών Συνιστωσών Απορρόφησης (DiscreteAbsorptionComponents, DACs) και των Δορυφορικών Συνιστωσών Απορρόφησης (SatelliteAbsorptionComponents, SACs) (σχήμα 1), τις οποίες προτείνουμε και των οποίων την ύπαρξη διερευνούμε στο παρόν.

Η ονομασία DACs δόθηκε σε κάποιες γραμμές απορρόφησης που εμφανίζοντανσε ιδιόμορφα αστρικά φάσματα, οι οποίες δεν αντιστοιχούσαν σε γνωστές, αναγνωρισμένες γραμμές κάποιων ιόντων και δεν εμφανίζονταν στα φάσματα κλασικών αστέρων του ίδιου φασματικού τύπου και της ίδιας τάξης

www.kallipos.gr

λαμπρότητας. Επρόκειτο δηλαδή, για άγνωστες φασματικές γραμμές απορρόφησης. Σήμερα, γνωρίζουμε ότι οι DACs δεν είναι άγνωστες φασματικές γραμμές απορρόφησης, αλλά φασματικές γραμμές του ίδιου ιόντος και του ίδιου μήκους κύματος με την κύρια φασματική γραμμή, μετατοπισμένες κατά διαφορετικά Δλ, αφού δημιουργούνται σε διαφορετικά πυκνώματα ύλης, τα οποία περιστρέφονται και κινούνται ακτινικά με διαφορετικές ταχύτητες(Danezis et al. 2003a). Αυτό συμβαίνει διότι η κύρια φασματική γραμμή και οι συνιστώσες της δημιουργούνται σε διαφορετικά, ανεξάρτητα πυκνώματα ύλης, όπου οι επικρατούσες συνθήκες επιτρέπουν την ύπαρξη ύλης, ικανής να δημιουργήσει ταυτόχρονα την κύρια φασματική γραμμή και τις συνιστώσες που τη συνοδεύουν. Οι συνιστώσες αυτές είναι διακριτές γραμμές (DACs) και εύκολα παρατηρήσιμες στα φάσματα κάποιων αστέρων φασματικού τύπου Be τάξης λαμπρότητας III.



Οι δύο αστέρες φασματικού τύπου B2 εμφανίζουν σημαντικές διαφορές στη φασματική περιοχή των γραμμών συντονισμού του MgII. Και οι δύο αστέρες εμφανίζουν δορυφορικές συνιστώσες απορρόφησης (SACs) Στην περίπτωση, όμως, του αστέρα HD 45910, οι SACs εμφανίζονται ως διακριτές συνιστώσες απορρόφησης (DACs)

Αντιθέτως, αν οι περιοχές που δημιουργούν αυτές τις γραμμές περιστρέφονται με σχετικά μεγάλες ταχύτητες και κινούνται ακτινικά με μικρές ταχύτητες, τότε οι γραμμές που παράγονται έχουν μεγάλο εύρος και μικρή ακτινική μετατόπιση. Κάτι τέτοιο έχει ως αποτέλεσμα αυτές οι γραμμές να υπερτίθενται μεταξύ τους καθώς και με την κύρια φασματική γραμμή και επομένως δεν είναι διακριτές και μερικές φορές δεν είναι παρατηρήσιμες. Η ύπαρξή τους γίνεται αντιληπτή μόνο μέσω της ανάλυσης του περιγράμματος του φασματικού σχηματισμού. Σε μια τέτοια περίπτωση, το όνομα Διακριτές Συνιστώσες Απορρόφησης (DiscreetAbsorptionComponents) είναι ακατάλληλο. Ακόμη, όπως σημείωσε πρώτος ο Peton (1974), αυτές οι συνιστώσες εμφανίζονται σαν «δορυφόροι» στην ιώδη ή στην ερυθρή πλευρά της κύριας φασματικής γραμμής, ανάλογα με τη χρονική στιγμή ή τη φάση στην περίπτωση ενός διπλού συστήματος αστέρων.
Για τους λόγους αυτούς και για να συμπεριλάβουμε όλες αυτές τις γραμμές, οι οποίες είναι συνιστώσες μιας κύριας φασματικής γραμμής, είτε είναι διακριτές είτε όχι, σε μια κοινή ονομασία, προτιμάμε να τις ονομάζουμε Δορυφορικές Συνιστώσες Απορρόφησης (SatelliteAbsorptionComponents, SACs) και όχι Διακριτές Συνιστώσες Απορρόφησης (DiscreteAbsorptionComponents, DACs).

www.diavlosbooks.gr

Μια τέτοια ονομασία είναι γενικότερη, καθώς οι Διακριτές Συνιστώσες Απορρόφησης (DACs) είναι «δορυφόροι» μιας κύριας φασματικής γραμμής, ενώ οι Δορυφορικές Συνιστώσες Απορρόφησης (SACs) δεν είναι πάντα «διακριτές».

Γενικά, όταν μελετάμε μια συγκεκριμένη φασματική γραμμή, η οποία συνοδεύεται από δορυφορικές συνιστώσες απορρόφησης (SACs), δεν θα πρέπει να θεωρούμε ότι αυτές είναι ανεξάρτητες φασματικές γραμμές, αλλά ότι αποτελούν έναν ενοποιημένο σχηματισμό που θα πρέπει να αντιμετωπίζεται ως μία φασματική γραμμή χωρισμένη σε μια σειρά συνιστωσών. Στην περίπτωση φασματικών σχηματισμών που εμφανίζουν και εκπομπή ή περίγραμμα PCygni, η φασματική γραμμή εκπομπής δημιουργείται σε ένα ανεξάρτητο εκπέμπον πύκνωμα.

Ένα αξιοσημείωτο φαινόμενο είναι ότι δεν εμφανίζονται DACs σε όλες τις φασματικές γραμμές ενός συγκεκριμένου ιόντος. Συνήθως, οι DACs εμφανίζονται στις φασματικές γραμμές ιόντων μικρών multiplets. Αυτό σημαίνει ότι η εμφάνιση των DACs δεν είναι ένα γενικό φαινόμενο, αλλά παρουσιάζεται μόνο στην περίπτωση των γραμμών συγκεκριμένων ιόντων χαμηλού δυναμικού διέγερσης. Για παράδειγμα, ενώ οι γραμμές του MgII στα 2795,523 και 2802,698 Å (multiplet 1) εμφανίζουν DACs στα φάσματα κάποιων αστέρων τύπου BeIII, οι δευτερεύουσες γραμμές τους στα 2790,768 και 2797,989 Å (multiplet 3) δεν εμφανίζουν το ίδιο φαινόμενο.

Υποθέτουμε ότι κάποια φυσικά φαινόμενα, όπως για παράδειγμα μαγνητοϋδροδυναμικές δυνάμεις ή δυνάμεις ιξώδους (Limber 1967, 1974, 1976, Limber & Marlborough 1968) εγκλωβίζουν μέσα σε συγκεκριμένες περιοχές τα συγκεκριμένα ιόντα, που δημιουργούν τις συγκεκριμένες φασματικές γραμμές, οι οποίες συνοδεύονται από δορυφορικές συνιστώσες. Οι περιοχές αυτές αποτελούν τα πυκνώματα ύλης που μελετάμε.

Ένα πολύ σημαντικό ερώτημα είναι αν μια τέτοια πολύπλοκη δομή των περιοχών γέννησης των φασματικών γραμμών που παρουσιάζουν SACs, μπορεί να οδηγήσει σε μια συνάρτηση γραμμής, ικανή να αναπαράγει ταυτόχρονα, με τον καλύτερο τρόπο, την κύρια φασματική γραμμή και τις δορυφορικές συνιστώσες που τη συνοδεύουν. Ένας από τους κύριους στόχους μας είναι να δώσουμε μια απάντηση σ' αυτό το ερώτημα. Επιλύοντας τις εξισώσεις διάδοσης της ακτινοβολίας διαμέσου μιας σύνθετης ατμοσφαιρικής δομής, όπως αυτή που περιγράψαμε, προσπαθούμε να καταλήξουμε σε μια συνάρτηση γραμμής, ικανή να αναπαράγει ταυτόχρονα, με τον καλύτερο τρόπο, την κύρια φασματική γραμμή και τις δορυφορικές της συνιστώσες. Μια τέτοια αναπαραγωγή, μέσω της συνάρτησης γραμμής, μας επιτρέπει να υπολογίσουμε τις παραμέτρους των ανεξάρτητων πυκνωμάτων ύλης, που δημιουργούν την κύρια φασματική γραμμή και τις δορυφορικές της συνιστώσες, όπως είναι η φαινόμενη ακτινική ταχύτητα και η φαινόμενη ταχύτητα περιστροφής.

www.diavlos.gr

Βιβλιογραφία

- Abhyankar K. D.:1959, ApJ, 130, 834A
- Albert, E. & Huang, S. S.: 1974, ApJ, 189, 479
- Alduseva V. Ia.; Aslanov, A. A., Kolotilov, E. A., Cherepashchuk, A. M.: 1982, SvAL, 8, 386A.
- Allocchio, C., Morossi, C. & Vladilo, G.: 1984, A&A, 130, 410
- and H. G. Groth (Dordrecht: Reidel), p. 361
- Andrè, M. K., Oliveira, C. M.; Howk, J.C., Ferlet, R., Désert, J.-M.,
- Andrillat, Y. &Fehrenbach, Ch.: 1982, A&AS, 48, 93.
- Andrillat, Y., 1983: A&AS, 53, 319
- Antoniou, A., Danezis E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č.,Dimitrijević, M. S., Theodossiou, E.: "Long Term Variability of The Coronal and Post - Coronal Regions of the Oe Star HD 93521", 2006, IAUJD, 4E, 4 (XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006).
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č.,Dimitrijević, M. S. & Theodossiou, E.: "Hyper Ionization Phenomena In The C IV Region of 20 Oe Stars", 2006, IAUJD, 4E, 5 (XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006).
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S. & Theodossiou, E.: "Hyper Ionization Phenomena In The N IV Region Of 20 Oe Stars", 2006, IAUJD, 4E, 6 (XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006).
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S. & Theodossiou, E.: "Hyper Ionization Phenomena In The N V Region Of 20 Oe Stars", 2006, IAUJD, 4E, 7 (XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006).
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č.,Dimitrijević, M. S. & Theodossiou, E.: "The Photospheric and the Respective C IV Regions Rotational Velocities in 20 Oe Stars", 23rd Summer School and International Symposium on the Physics of Ionized Gases, (SPIG 2006), Kopaonik, Σερβία, Αύγουστος – Σεπτέμβριος 2006.
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S. & Theodossiou, E.: "Long Term Variability of the Coronal and Post - Coronal Regions of the Oe Star HD 149757", (Mai, 2007, submitted in Publ. Astron. Soc. Japan, PASJ).
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S.: "A statistical study of physical parameters of the C IV density regions in 20 Oe stars", VI Serbian Conference on Spectral Line Shapes in Astrophysics, Σερβία, Ιούνιος, 2007.
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S.: "The N IV density regions in the spectra of 20 Oe stars", VI Serbian Conference on Spectral Line Shapes in Astrophysics, Σερβία, Ιούνιος, 2007.
- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S.: "Investigation of the post coronal density regions of Oe stars, through the N V UV resonance lines", VI Serbian Conference on Spectral Line Shapes in Astrophysics, Σερβία, Ιούνιος 2007.

www.ellinikabooks.gr

- Antoniou, A., Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S.: "Long term variability of the coronal and post-coronal regions of the Oe star HD 149757 (zeta Oph)", VI Serbian Conference on Spectral Line Shapes in Astrophysics, Σερβία, Ιούνιος 2007.
- Antoniou, A., Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Popović L. Č., Dimitrievć M. S., &Theodossiou, E.: "Long term variability of the radial velocities in the coronal and post - coronal regions of the Oe star HD 93521", 2006, AIPC, 848, 370 (7οΠανελλήνιοΑστρονομικόΣυνέδριο, ΕλληνικήςΑστρονομικήςΕταιρίας, Κεφαλονιά, Σεπτέμβριος 2005).
- Auer, L. H. & Mihalas, D.: 1972, ApJS, 24, 193
- Aydin, C., Brandi, E., Engin, S., Ferrer, O. E., Hack, M., Sahade, J., Solivella, G. & Yilmaz, N.: 1988, A&A, 193, 202
- Ayres, T. R., Marstadt, C. & Linsky, L.: 1981, ApJ, 247, 545
- Bagnuolo, W, G., Gies, D. R., Wiggs, M. S.: 1992, AAS, 181, 6603W.
- Bagnuolo, W. WilliamG., Jr., Gies, Douglas, R., Riddle, Reed,
- Bagnuolo, W, G., Jr.; Barry, D. J.: 1996, ApJ, 469, 347B.
- Baker, J. B. & Menzel, D. H.: 1938, ApJ, 88, 52
- Balona, L. A.; Laney, C. D.:1996, MNRAS, 281, 1341B
- Banerjee, D. P. K., Rawat, S. D. & Janardhan, P.: 2000, A&AS, 147, 229
- Barker, P. K..; Brown, T.: 1974, ApJ, 192L, 11B.
- Barlow, M., J&Cohen, M.: 1977, ApJ 213, 737.
- Barnstedt, J.; Gringel, W.; Kappelmann, N.; Grewing, M. 2000, A&AS, 143,193B.
- Baschek, B. 1982: (ESA SP-182), p.115.
- Bates, B. & Gilheany, S.: 1990, MNRAS, 243, 320
- Bates, B. & Halliwell, D. R.: 1986, MNRAS, 223, 673
- Bates, D.R.: 1986, P&SS, 34, 1005B.
- Beals, C. S.: 1930, PDAO, 4, 271
- Beals, C. S.: 1951, PDAO, 9, 119
- Beals, C. S.: 1939, in Proc. Colloq. Intl. Astrophys., Novae and White Dwarfs (Herman Co.), p. 113
- Begnalia, P., Cappa, C.E.: 1999, A&A, 346, 979.
- Berghoefer, T. W., Schmitt, J. H. M. M., Cassinelli, J. P.:1996, A&AS, 118, 481B.
- Bernabeu, G., Magazzu, A., Stalio, R.: 1989, A&A, 226 215.
- Bjorkman, J, E., Ignare, R., Tripp, T. M., Cassinelle, J. P.: 1994, ApJ, 435, 416.
- Black, J., Hartmann, L.W., Raymond, J.C., Dupree, A. K.: 1980, ApJ, 239, 502
- Bohannan, B., Abbott, D. C.; Voels, S.A.; Hummer, D. G.:1990, ApJ, 365, 729B.
- Bohlin Sparks, W. M., Holm,A.V., Savage,B.D., Snijders,M.A.J.: 1980, A&A, 85, 1B.
- Bohlin, R. C.: 1970, ApJ, 162, 571
- Böhm-Vitense, E.: 1982, ApJ, 258, 628
- Bon, E., Ilić, D., Jovanović, P., Theodossiou E. & Dačić, M.: 2004b, "Some spectroscopic methods for astrophysical plasma research", 22nd Summer School and International Symposium on the Physics of Ionized Gases (SPIG

www.stavlospooks.gr

2004), August, 23 - 27, 2004, at National Park "TARA", Serbia and Montenegro
- Bowen, I. S.: 1947, PASP, 59, 196
- Braes, L. E. Miley, G. K.: 1972, Nature, 235, 273B.
- Briot, D.: 1971, A&A, 11, 57
- Briot, D.: 1986, A&A, 163, 67
- Brown, J. C., Barrett, R. K., Oskinova, L. M., Owocki, S. P., Hamann, W. R., de Jong, J. A., Kaper, L. & Henrichs, H. F.: 2004, A&A, 413, 959
- Bruhweiler, F. C., Grady, C. A. & Chiu, W. A.: 1989, ApJ, 340, 1038
- Bruhweiler, F. C., Morgan, T. H. & van der Hucht, K. A.: 1982, ApJ, 262, 675
- Bruhweiler, F., Kondo, Y., McCluskey, G. E.: 1981, ApJS, 46, 255.
- Bruhweiler, Kondo & McCluskey: 1980, ApJ, 237, 19.
- Burbidge, G. R.&Burbidge, E. M.: 1953, ApJ, 117, 407
- Burki, G., Heck, A., Bianchi, L. & Cassatella, A.: 1982, A&A 107, 112.
- Cannon, C. J. & Thomas, R. N.: 1977, ApJ, 211, 910
- Carrasco, L. Costero, R.; Stalio, R.: 1981, A&A., 100, 183.
- Cassatella, D., Selvelli, P. L.; Ponz, J. D., Gonzalez-Riestra, R.; Vogel,M.: 1994, A&A, 281, 594.
- Cassinelli, J. P. & Hartmann, L.: 1977, ApJ, 188, 101
- Castor, J. I. & Lamers, H. J. G. L. M.: 1979, ApJS, 39, 481
- Castor, J. I., Abbot, D. C. & Klein, R. I.: 1975, ApJ, 195, 157
- Cayrel, R.: 1966, C. R. Acad. Sci. Paris, B257, 3309
- Chalogne, D. & Divan, L. 1952, Ann Astrophys., 15, 201.
- Chalogne, D.; Divan, L. : 1973, A&A, 23, 69C.
- Chlebowski, T.; Harnden, F. R., Jr.; Sciortino, S. :1989, ApJ, 341, 427C.
- Christou, G., Danezis, E., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Nikolaides, D., Lyratzi, E., Drakopoulos, C., Koutsouris, P. & Soulikias, A.: 2001, Application of a new model of density layers of matter to the expanding gaseous envelope of the star HD 66811, in Proc. of the 5th Hellenic Astronomical Society Conference September 2001, Crete, Greece
- Cidale, L. S. & Ringuelet, A. E.: 1993, ApJ, 411, 874
- Cidale, L. S.: 1998, ApJ, 502, 824
- Cidale, L. S.: 1998, ApJ, 502, 824
- Code A. D.; Bless, R. C.: 1974, BAAS, 6, 446C.
- Codina, S. J., de Freitas Pacheco, J. A., Lopes, D. F. & Gilra, D.: 1984, A&AS, 57, 239
- Coe, M. J., Kalv, P. Larionova, L., Norton, A. J., Reig, P.: 1997, A&A, 322, 139R.
- Cohen M., Barlow, M. J.: 1973, ApJ, 185L, 37C.
- Collins, G. W.: 1974, ApJ, 191, 157
- Conti P. S., Alschuler, W. R. :1971, 170, 325C.
- Conti P. S.:1974, ApJ, 187, 539C.
- Conti, P. & Ebbets, 1977 ApJ, 213, 438,
- Conti, P. & Underhille, A.: 1988, NASA SP-497.
- Conti, P. S.: 1988, oswr.book, 81C.
- Conti, P. S.:1973BAAS, 5, 347C.
- Conti, P.S & Leep, E.M.: 1974, ApJ, 193, 113.
- Conti, P.S., Frost, S.A.: 1977, ApJ, 212, 728.

www.klaviobooks.gr

- Costero, L. and Stalio, R. 1981: A&A, 6, 237, 242.
- Costero, R, Franco, M.L.; Kontizas,E., Kontizas,M., Stalio, R.: 1982, (ESA SP- 176p), 283-285.
- Costero, R. & Stalio, R.: 1984 A&A Supplement, 58.
- Costero, R., Doazan, V., Stalio, R. & Thomas, R.N.: 1981, in Proc. IAU Colloq. 59, Effects of Mass Loss on Stellar Evolution, ed. C. Chiosi and R. Stalio (Dordrecht: Reidel), p.131
- Cowley, A.P. & Gugula, R.: 1973, A&A, 22, 203
- Cranmer, S. R. & Owocki, S. P.: 1996, ApJ, 462, 469
- Cranmer, S. R., Smith, M. A. & Robinson, R. D.: 2000, ApJ, 537, 433
- Cry, C., Lamers, H. J. G. L. M.., Vidal-Madjar, A.:1984, A&A, 137, 29G.
- Cucchiaro, A. 1982: (ESA SP-82), p.1.
- Cucchiaro, A., Jaschek, M., Jaschek,C., Macau-Hercot, D.: 1976, A&AS,26, 241.
- Cucchiaro, A., Macau-Hercot, D., Jaschek, M., Jaschek, C.: 1978a, A&AS, 33, 15.
- Curtis, R. H.: 1923, Pub. Univ. Michigan, VIII, 1
- Curtis, R.H. 1932, Handbuch der Astrophysik, V, 1.
- Dachs, J. & Wamsteker, W.: 1982, A&A, 107, 240
- Dachs, J., Eichendorf, W., Schleicher, H., Schmidt-Kaler, Th., Stift, M. & Tüg, H.: 1981, A&AS, 43, 427
- Dachs, J., Hanuschik, R., Kaiser, D., & Rohe, D.: 1986, A&A, 159, 276
- Dachs, J.: 1980, in Proc. 2nd European IUE Conf. Tübingen, ed. B. Battrick and J. Mort (ESA SP–157) (Noordwijk: ESO), p. 139
- Dachs, J.: 1987, in Proc. IAU Colloq. 92, Physics of Be Stars, ed. A. Slettebak and T. P. Snow (Cambridge University Press), p. 149
- DanezisE., NikolaidisD., LyratziE., Popović L. Č., Dimitrievi ć M. S., Theodossiou E. &AntoniouA.: "A new modeling approach for DACs and SACs regions in the atmospheres of hot emissions stars", 2006, AIPC, 848, 380 (7ºΠανελλήνιοΑστρονομικόΣυνέδριο, ΕλληνικήςΑστρονομικήςΕταιρίας, Κεφαλονιά, Σεπτέμβριος 2005).
- Danezis, E. & Theodossiou, E.: 1988, A&AS, 72, 497
- Danezis, E. & Theodossiou, E.: 1990, A&SS, 174, 49
- Danezis, E., Antoniou, A., Lyratzi, E., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Nikolaidis, D., Drakopoulos, C., Soulikias, A. & Koutroumanou, M.: 2003b, "The complex structure of hyperionization regions of the Oe star HD 175754", JENAM 2003, August 25 - 31, 2003 Budapest, Hungary
- Danezis, E., Antoniou, A., Lyratzi, E., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Nikolaidis, D., Drakopoulos, C., Soulikias, A. & Koutroumanou, M.: 2003d, "The complex coronal structure of the Oe star HD 175754", in Proc. 4th Serbian Conference on Spectral Lines Shapes (IV SCSLS)", October 10 – 15, 2003 Arandjelovac, Serbia
- Danezis, E., Antoniou, A., Popović, L., Dimitrijević, M., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Soulikias, A. & Theodossiou, E.: 2004a, "Satellite Absorption Components of the UV spectral lines Si IV, C IV, N V, and N IV in the atmosphere of the Oe star HD 175754", JENAM 2004, Spetember, 13-17, 2004, Granada, Spain
- Danezis, E., Koutroumanou, M., Lyratzi, E., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Nikolaidis, D., Antoniou, A., Drakopoulos, C. & Soulikias, A.: 2003c,

www.gavrispooks.gr

"The complex structure of Si IV regions of the Oe star λ Orionis", JENAM 2003, August 25 - 31, 2003 Budapest, Hungary

- Danezis, E., Lyratzi, E., Christou, G., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Nikolaidis, D. & Kyriakopoulou, A.: 2002c, Hyperionisation phenomena in the coronal and post-coronal regions of the moving atmosphere of the Oe star HD 66811 (ζ Puppis), in Proc. IAU Symp. 210, Modeling of stellar atmospheres, June 17-21, 2002, Uppsala, Sweden
- Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Antoniou, A., Popović, L. Č. &Dimitrijević, M. S.: "The SACs Broadening",23rd Summer School and International Symposium on the Physics of Ionized Gases, (SPIG 2006), Kopaonik, Σερβία, Αύγουστος – Σεπτέμβριος 2006.
- Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Stathopoulou, M. Christou, G. & Soulikias, A.: 2002b, The complex structure of Mg II regions in the gaseous envelope of Be V stars, in Proc. IAU Symp. 210, Modeling of stellar atmospheres, June 17 21, 2002, Uppsala, Sweden
- Danezis, E., Lyratzi, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Stathopoulou, M. Christou, G. & Soulikias, A.: 2002b, "The complex structure of Mg II regions in the gaseous envelope of Be V stars, in Proc. IAU Symp. 210, Modeling of stellar atmospheres", June 17 21, 2002, Uppsala, Sweden.
- Danezis, E., Lyratzi, E., Theodossiou, E., Nikolaidis, D., Stathopoulou, M., Kyriakopoulou, A., Christou, G. & Drakopoulos, C.: 2001a, Application of a new model of density layers of matter to the expanding gaseous envelope of the star HD 175754, in Proc. 5th Hellenic Astronomical Society Conf. September 2001, Crete, Greece
- Danezis, E., Lyratzi, E., Popović, L., Dimitrijević, M., Christou, G., Soulikias, A. & Antoniou, A.: 2004b, "Satellite Absorption Components of the UV spectral lines Si IV, C IV, N V, and N IV in the atmosphere of the Oe star HD 66811 (ζPup)", JENAM 2004, Spetember, 13-17, 2004, Granada, Spain
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Popović, L. Č., Dimitrievič, M. S., Theodossiou, E. &Antoniou, A.: "A new modelling approach for DAC's and SAC's regions in the atmospheres of hot emission stars", 2005, MSAIS, 7, 107ΔιεθνέςΣυνέδριο 5th Serbian Conference on Spectral Lines Shapes in Astrophysics (VSCSLSA)" Vrsac, Serbia, Ιούνιος, 2005).
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S., Antoniou, A. & Theodosiou, E.: 2007, PASJ, 59,4
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Kyriakopoulou, A., Christou, G., Kosionidis, A. & Drakopoulos, C.: 2001b, Hyperionization and emission phenomena in the gaseous envelope of the star 9 Sgr, in Proc. 5th Hellenic Astronomical Society Conf. September 2001, Crete, Greece
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Drakopoulos, C., Christou, G. & Koutsouris, P.: 2001, Ap&SS, 1119, 284.
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Kyriakopoulou, A., Christou, G., Kosionidis, A. & Drakopoulos, C.: 2001b, Hyperionization and emission phenomena in the gaseous envelope of the star 9 Sgr, in Proc. 5th Hellenic Astronomical Society Conf. September 2001, Crete, Greece.

www.diavlos.gr

- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Drakopoulos, C., Christou, G. & Koutsouris, P.: 2002a, "A new model of density layers of matter in the expanding gaseous envelope of Oe and Be stars, in Proc. IAU Symp. 210, Modeling of stellar atmospheres", June 17 21, 2002, Uppsala, Sweden.
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, E., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Kyriakopoulou A., Christou, G. & Drakopoulos, C.: 2001c, Hyperionization and emission phenomena in the gaseous envelope of the star λ Orionis, in Proc. 5th Hellenic Astronomical Society Conf. September 2001, Crete, Greece
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, V., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Drakopoulos, C., Christou G. & Koutsouris, P.: 2003a, A&SS, 284, 1119
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Lyratzi, V., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Drakopoulos, C., Christou G. & Koutsouris, P.: 2003a, A&SS, 284, 1119.
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Grammenos, Th., Stathopoulou, M. & Kosionidis, A.: 1999, A simple model for the complex structure of moving atmospheric shells in Oe and Be stars, in Proc. 4th Hellenic Astronomical Society Conference September 1999, Samos, Greece
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Grammenos, Th., Stathopoulou, M. & Kosionidis, A.: 1999, A simple model for the complex structure of moving atmospheric shells in Oe and Be stars, in Proc. 4th Hellenic Astronomical Society Conference September 1999, Samos, Greece.
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Stathopoulou, M., Lyratzi, E., Drakopoulos, C. & Bourma, P.: 2000a, A simple model for the complex structure of moving atmospheric shells in Oe and Be stars. The example of HD 36861, some first conclusions. JENAM 2000, May 29-June 3, Moscow, Russia
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Stathopoulou, M., Lyratzi, E., Drakopoulos, C. & Bourma, P.: 2000b, A simple model for the complex structure of moving atmospheric shells in Oe and Be stars. The example of HD 66811, some first conclusions. JENAM 2000, May 29-June 3, Moscow, Russia
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Kosionidis, A., Stathopoulou, M., Lyratzi, E., Drakopoulos, C. & Bourma, P.: 2000c, A simple model for the complex structure of moving atmospheric shells in Oe and Be stars. The example of HD 152408, some first conclusions. JENAM 2000, May 29-June 3, Moscow, Russia
- Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Stathopoulou, M. & Kosionidis, A.: 1998, Satellite spectral components and moving shells in the atmospheres of Early Type Stars - The example of HD 175754, in Proc. 65th Czech and 7th European Joint Conf., JENAM '98, Prague, Czech Republic
- Danezis, E., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Grammenos, Th. & Soulikias, A.: 1997a, A Study of the superionized spectral lines of the star HD 164794, in Proc. 6th European and 3rd Hellenic Astronomical Society Conference, 2-5 July, Thessaloniki, Greece
- Danezis, E., Stathopoulou, M., Theodossiou, E., Grammenos, Th. & Kosionidis, A.: 1997b, A Study of the superionized spectral lines of the star

www.siavibooks.gr

HD 66811, in Proc. 6th European and 3rd Hellenic Astronomical Society Conference, 2-5 July, Thessaloniki, Greece
- Danezis, E., Theodossiou, E. & Laskarides, P.G.: 1991, A&SS, 179, 111
- Danezis, E., Theodossiou, E. & Laskarides, P.G.: 1995, A first approach to the shell structure of Be Binary stars, in Proc. 2nd Hellenic Astronomical Conference, 29 July, Thessaloniki, Greece
- Danezis, E.: 1987, in Proc. IAU Colloq. 92, Physics of Be Stars, ed. A. Slettebak and T. P. Snow (Cambridge University Press), p. 149
- Danly, L., Albert, C. E., Kuntz, K. D.: 1993, ApJ, 416, L29.
- Danly, Laura: 1989, ApJ, 342, 785.
- de Jager , C: 1975, RSPTA, 279, 421D.
- de Jager, C., Kondo, Y., Hoekstra, R., van der Hucht, K. A., Kamperman, T. M., Lamers, H. J. G. L. M., Modisette, J. L. & Morgan, T. H.: 1979, ApJ, 230, 534
- de Kool & De Jong: 1985, A&A, 149.
- Divan, L., Doazan, V. & Zorec, J.: 1981, in Proc. IAU Symp. 98, Be stars, eds. M. Jaschek and H. G. Groth (Dordrecht: Reidel), p. 57
- Doazan, V., Kuhi, L.V. & Thomas, R.N.: 1980a, ApJ, 235L, 20
- Doazan, V., Kuhi, L.V., Marlborough, J.M. Snow, T.P. & Thomas, R.N.: 1980b, in Proc. 2nd European IUE Conf. Tübingen, ed. B. Battrick and J. Mort (ESA SP–157) (Noordwijk: ESO), p. 151
- Doazan, V., Sedmak, G., Barylak, M. & Rusconi, L.: 1991, A Be Star Atlas of Far UV and Optical High-Resolution Spectra (ESA SP–1147, Paris: ESA Sci. Publ.)
- Doazan, V., Selvelli, P., Stalio, R. & Thomas, R.N.: 1980c, in Proc. 2nd European IUE Conf. Tübingen, ed. B. Battrick and J. Mort (ESA SP–157) (Noordwijk: ESO), p. 145
- Doazan, V., Thomas, R. N. & Bourdonneau, B.: 1988, A&A, 205L, 11
- Doazan, V.: 1965, AnAp, 28, 1
- Doazan, V.: 1970, A&A, 8, 148
- Doazan, V.: 1982, B Stars with and without emission lines, NASA SP–456
- Doazan, V.: 1982, NASA SP-456.
- Doren, J. D., Guinan, E. F., McCook, G. P.: 1979, IAUC, 3352, 2D.
- Doren, J. D., Guinan, E. F.:1980, IAUS, 88, 361C.
- Dufton, P. L.: 1972, MNRAS, 159, 79D.
- Ebbets D. C., Savage, B. D. :1982, ApJ, 262, 234E.
- Edgar, R. & Savage, B.: 1992, ApJ, 396, 124.
- Edlen, B.: 1942, ZA, 22, 30
- Emerson, D.: 1996, Interpreting Astronomical Spectra, ed. John Wiley & Sons Ltd, Chichester, England
- Feinstein, A.: 1968, ZA, 68, 29
- Ferrero, R. F.: 1998, LNP, 506, 99
- Finsen, W. S: 1951, AJ, 56Q, 56F.
- Franco, M. L., Kontizas, E., Kontizas, M. & Stalio, R.: 1983, A&A 122, 9
- Franco, M. L., Kontizas, E., Kontizas, M. and Stalio, R.: 1983, A&A, 122, 9.
- Frazin, Richard, A., Hahula, Michael E., Penny, Laura R.., Thaller, Michelle L., Fullerton, Alexander W., Shara, Michael M. :1993, ApJ, 106, 2072.

www.diavlosbooks.gr

- Fullerton, A. W. Geis, D. R.., Bolton, C.T.: 1991, BAAS, 23R, 1379F.
- Fullerton, A. W., Massa, D. L., Prinja, R. K., Owocki, S. P. & Cranmer, S. R.: 1997, A&A, 327, 699
- Fullerton, A. W.; Geis, D. R.; Bolton, C. T.1991a, ApJ, 368L, 35F.
- Fullerton, A.W.: 1990, PhDT, 11F.
- Garmany, C. D. Conti, P. S.; Massey, P.: 1980, ApJ, 242, 1063.
- GathierR., Lamers, H. J. G. L. M., Snow, T. P.: 1981, ApJ, 247, 173.
- Gerasimović, B. P.: 1934, MNRAS, 94, 737
- Gerasimović, B. P.: 1935, Obs., 58, 115
- Gies D. R.; Bolton, C. T.: 1986, ApJS, 61, 419G.
- Gies, D. R., Mason, Brian D., Hartkopf, William I., McAlister, Harold A.,
- Gies, D. R., Howarth, I. D., McDavid, D., Prinja, R. K., Smith, K. C.: 1993, ApJ, 417, 320R.
- Gilheany, S., Bates, B., Catney, M. G. & Dufton, P. L.: 1990, A&SS, 169, 85
- Grady, C. A., Sonneborn, G., Chi-chao Wu & Henrichs, H. F.: 1987, ApJS, 65, 673
- Gray, D. F. & Marlborough, J. M.: 1974, ApJS, 27, 121
- Guetter, H. H., 1974, Publ. Astron. Soc. Pacific 86, 795.
- Gummersbach, C. A., Jancovics, I., Kovacs, J., Mandel, H.: 1996, A&A, 312, 539.
- Gummersbach, C. A., Jankovics, I., Kovacs, J., Mandel, H.; Peitz, J.: 1997, A&A, 318, 819.
- Gurzadyan, G. A. & Perez, M.: 1991, Ap&SS, 180, 1
- Gurzadyan, G. A.: 1975, PASP, 87, 289
- Hack, M. & Yilmaz, N., 1977, Astrophysics and Space Science, 48,.483.
- Hack, M., Sahade, J., de Jager, C. & Kondo, Y.: 1983, A&A, 126, 115
- Hamann, W. R., Brown, J. C., Feldmeier, A. & Oskinova, L. M.: 2001, A&A, 378, 946
- Hammerschlag-Hensberge, G., van den Heuvel, E. P. J., Lamers, H. J. G. L. M., Burger, M., de Loore, C., Glencross, W., Howarth, I., Willis, A. J., Wilson, R., Menzies, J., Whitelock, P. A., Van Dessel, E. L. & Sanford, P.: 1980, A&A, 85, 119
- Hanbury, Brown, R.; Davis, J.; Allen, L. R. :1974, MNRAS, 168, 93H.
- Hanuschik, R. W., Hummel W., Sutorius E., Dietle O. & Thimm G.: 1996, A&AS 116, 309
- Harmanec, P. & Križ, S.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 385
- Hartkopf, I., Gies, D. R., Mason, B. D.; Bagnuolo, W. G., McAlister, H. A.: 1993, AAS, 182, 4511H.
- Hartmann, J.: 1904, ApJ, 20, 338H.
- Hartmann, L., Baliunas, S. L., Duncan, D. K. & Noyes, R. W.: 1984, ApJ, 279, 778
- Harvey, A., & Stickland, D.: 1987, The Observatory, 107.
- Heap, S. R.: 1981, uviu.nasa, 485H.
- Heap, S.R.: 1975, Phil. Trans. Roy. Soc. London A., 279, 371
- Hearn, A. G.: 1972, A&A, 19, 417
- Hearn, A. G.: 1973, A&A, 23, 97
- Hébrard, G., Lacour, S., Lecavelier des Étangs, A., Vidal-Madjar,A.,

www.klitosbooks.gr

- Heck, A.; Egret, D.; Jaschek, M.; Jaschek, C. : 1984, BICDS, 26, 127H.
- Henize K. G., Wray, J.D., Parsons, S.B., Benedict, G.F., Bruhweiler, F.C.,
- Henize, K. G., Wray, J. D. & Parsons, S. B.: 1981, AJ, 86, 1658
- Henize, K.G., Wray, J.D., Parsons, S.B. &Benedict, G.F.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 191
- Henrichs, H. F., Hammerschlag - Hensberge, G. & Lamers, H. J. G. L. M.: 1980, in Proc. 2nd European IUE Conf., Tübingen, ed. B. Battrick and J. Mort (ESA SP–157) (Noordwijk: ESO), p. 147
- Henrichs, H. F., Hammerschlag - Hensbergs, G., Howarth, I.P. and Barr, P. 1983, ApJ., 268, 807.
- Henrichs, H. F., Kaper, L. & Nichols J. S.: 1994, A&A, 285, 565
- Henrichs, H. F., Kaper, L. & Zwarthoed, G. A. A.: 1988, in Proc. Celebratory Symp.: A decade of UV astronomy with IUE, ESA SP–281, p.145
- Henrichs, H. F., Kaper, L.; Nichols, J. S.: 1994, A&A 285, 565.
- Henrichs, H. F.: 1984, in Proc. 4th European IUE Conf., ESA SSSP–218, eds. Rolfe, E. & Battrick, B., Rome, p.43
- Henrichs, H. F.: 1990, in Rapid Variability of OB-Stars: Nature and Diagnostic Value, ed. D. Baade (ESO Workshop 36) (Garching bei Munchen: ESO), p. 199
- Henrichs, H. F.: 1990, in Rapid Variability of OB-Stars: Nature and Diagnostic Value, ed. D. Baade (ESO Workshop 36) (Garching bei Munchen: ESO), p. 199
- Herrero, F. A.; Spencer, N. W.: 1982, GeoRL, 9. 1179H.
- Hobbs, L. M, Wallerstein, G., Huu, E. M., 1982, ApJ,.252, L17.
- Hobbs, L. M. & Albert, C. E., 1984, ApJ, 281, 639.
- Hodge, P. W., Boggs, D.: 1984, AmSci, 72, 474H.
- Hoffleit, D.: 1964, AJ, 69, 301H.
- Howarth, I. D., Price, R. J., Crawford, I. A., Barlow, M. J.: 2001, MNRAS, 328, 555P.
- Howarth, I. D.,Prinja, R, 1986, ApJ (Supplement Series) 61, 357.
- Howarth, I. D.: 1984b, MNRAS, 211, 167H.
- Howarth, I. D.: 1992, in ASP Conf. Ser. 22, Nonisotropic and Variable Outflows from Stars, eds. L. Drissen, C. Leitherer & A. Nota (San Francisco: ASP), p. 155
- Howarth, I. Reid, A.: 1993, A&A, 279, 148.
- Howarth, I., Prinja, R. K.; Willis, A. J.: 1984, MNRAS, 208, 525.
- Howarth, I., Siebert, K. W., Hussain, G. A. J., Prinja, R. K..: 1997, MNRAS, 284, 265.
- Howarth, I., Townsend, R. H. D., Clayton, M. J., Fullerton, A. W., Gies, D.
- Howarth, Ian D., Prinja, R. : 1989, ApJ, 69, 527.
- Huang, S.S.: 1972, ApJ, 171, 549
- Huang, S.S.: 1973, ApJ, 183, 541
- Huang, S. S.: 1977, ApJ, 212, 123
- Huang, S.S.: 1978, ApJ, 219, 956
- Hubeny, I., Harmanec, P. & Stefl, S.: 1986, BAICz, 37, 370
- Hubeny, I., Stefl, S. & Harmanec, P.: 1985, BAICz, 36, 214
- Hubeny, I.: 1997, in Stellar Atmospheres: Theory and Observations; lectures held at the EADN Atrophysics School IX Brussels, Belgium, September 1996,

www.diavlosbooks.gr

eds. J. P. De Greve, R. Blomme & H. Hensberge, Springer – Verlag Berlin Heidelberg, Germany 1997, Vol. 497, p. 1
- Hubert - Delplace, A. M. & van der Hucht, K. A.: 1978, A&A, 67, 399
- Hubert - Delplace, A.M.: 1981 in Proc. IAU Symp. 98, Be stars, eds. M. Jaschek and H. G. Groth (Dordrecht: Reidel), p. 125
- Hubert, H. & Chambon, M. Th.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 33
- Hubert, H.: 1973, A&AS, 9, 133
- Hunsch, M. & Reimers, D.: 1993, A&A, 276, 161
- Hutching, J. B.; Cowley, A. P.; Cramption, D.; Redman, R. O.:1974, ApJ,191L, 101H.
- Hutching, J. B., Cowley, A. P.: 1976, ApJ, 206, 490H.
- Hutchings J. B.: 1977, MNRAS, 181, 619H.
- Hutchings, J. B., Auman, J. R., Gower, A. C. & Walker, G. A. H.: 1971, ApJ, 170L, 73
- Hutchings, J. B.: 1968, MNRAS, 141, 329
- Hutchings, J. B.: 1970a, MNRAS, 147, 161.
- Hutchings, J. B.: 1970b, MNRAS, 150, 55
- Hutchings, J. B.: 1971, MNRAS, 152, 109
- Hutchings, J. B.: 1979, PASP, 91, 657B.
- Hutchings, J. B., Stoeckley, T. R.: 1977, PASP, 89, 19H.
- Hutsemekers, D.: 1985, A&A (Supplement), 60, 373.
- Hutsemékers, D.: 1985, A&AS, 60, 373
- Iglesias, M. E. & Ringuelet, A. E.: 1993, ApJ, 411, 342
- Inglis, D. R.&Teller, E.: 1939, ApJ, 90, 439
- Irvine, N. J.:, 1989, ApJ, 337, L33,
- Israelian, G.: 1995, A&A, 300, 834
- Jascheck, C: 1973, IAUS, 50, 275J.
- Jaschek, M. and Jaschek, C.: 1982, (ESA SP-182), p.9.
- Jenkins, E., Tripp, T.,M., Woźniak, P. R.., Sofia, U., Sonneborn, G.: 1999, ApJ, 520, 182.
- Jordan, F. C.: 1914, AJ, 28, 156J.
- Kaczmarcyk, Grzegorg: 2000, MNRAS, 312, 794.
- Kakouris, A and Moussas, X. : 1998, A&A, 333.
- Kalv, P., Larionova, L., Negueruela, I., Norton, A. J., Reig, P. : 1997, A&A, 322, 139R.
- Kambe, E., Ando, H., Hirata, R.: 1993, Ap&SS, 210, 219K
- Kaper, L Henrichs, H. F., Nichols, J. S., Snoek, L. C., Volten, H..,
- Kaper, L. Henrichs, H. G., Fullerton, A. W., Ando, H., Bjorkman, K. S., Gies D. R., Hirata, R., Dambe, E., McDavid, D. & Nichols, J. S.: 1997, A&A, 327, 281
- Kaper, L., Henrichs, H. F., Nichols, J. S. & Telting, J. H.: 1999, A&A, 344, 231
- Kaper, L., Henrichs, H. F., Nichols, J. S., Snoek L. C., Volten, H. & Zwarthoed, G. A. A.: 1996, A&AS, 116, 257
- Kaper, L., Henrichs. H. F., Zwarthoed, G. A. A. & Nichols-Bohlin, J.: 1990, Angular Momentum and Mass Loss for Hot Stars, ed. L. A. Willson & R. Stalio (Dordrecht: Kluwer), p. 213

www.dialmsbooks.gr

- Keenan, P. C. & Morgan, W. W.: 1951, in Astrophysics, ed. J. A. Hynek (New York: McGraw Hill Book Co.)
- Kelly, R. L.: 1979, Atomic emission lines in the near ultraviolet, NASA, TM 80268
- Kempner, J. C. & Richards, M. T.: 1999, ApJ, 512, 345
- Kitchin, C. R.: 1970, MNRAS, 150, 455
- Kitchin, C. R.: 1973, MNRAS, 161, 381 and 389
- Koch, R. H.; Hrivnak, B. J.: 1981, ApJ, 248, 249K.
- Kogure, T.: 1959, PASJ, 11, 127 and 278
- Kogure, T.: 1961, PASJ, 13, 335
- Kogure, T.: 1967, PASJ, 19, 30
- Kogure, T.: 1969, A&A, 1, 253
- Kondo, Y., McCluskey, G. E. & Harvel, C. A.: 1981, ApJ, 247, 202
- Kondo, Y., Modisette, J. L. & Wolf, G. W.: 1975, ApJ, 199, 110
- Kondo, Y., Modosette, J. L., Dufour, R. J. & Whaley, R. S.: 1976a, ApJ, 206, 163
- Kondo, Y., Morgan, T. H. & Modosette, J. L.: 1976b, ApJ, 209, 489
- Kondo, Y., Morgan, T. H. & Modosette, J. L.: 1977, PASP, 89, 675
- Križ, S. & Harmanec, P.: 1975, BAICz, 26, 55
- Krticka, J., Barrett, R. K., Brown, J. C. & Owocki, S. P.: 2004, A&A, 417, 1039
- Kudritzki, R. P., Simon, K.P.: 1978, A&A., 70, 653.
- Kuhi, L. V.: 1968, in Wolf-Rayet Stars, ed. K.B. Gebbie, and R.N. Thomas, NBS Special Publ. 307, p. 103
- Kurucz, R. L. & Schild, R. E.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 377
- Kyriakopoulou, A., Danezis, E., Nikolaides, D., Theodossiou, E., Stathopoulou, M., Lyratzi, E., Christou, G. & Koutsouris, P.: 2001, The complex structure of the expanding gaseous envelope of the star HD 50138, in Proc. 5th Hellenic Astronomical Society Conf. September 2001, Crete, Greece
- Lambert, D.L, Sheffer, Y., Gilliland, R.L, Federman, S. R.1994, ApJ, 420,756.
- Lamers, H. J. G. L. M. & Snijders, M. A. J.: 1975, A&A, 41, 259
- Lamers, H. J. G. L. M. & Snow, T. P.: 1978, ApJ, 219L, 504
- Lamers, H. J. G. L. M., Faraggiana, R. & Burger, M.: 1980, A&A, 82, 48
- Lamers, H. J. G. L. M., Gathier, R. & Snow, T. P.: 1982, ApJ, 258, 186
- Lamers, H. J. G. L. M., Snow, T. P., de Jager, C. & Langerwerf, A.: 1988, ApJ, 325, 342
- Lamers, H. J. G. L. M., van der Hucht, K. A., Snijders, M. A. J. & Sakhibullin, N.: 1973, A&A, 25, 105
- Lamers, H. J. G. L. M.: 1994, Observational aspects of wind variability, Instability and Variability of Hot-Star Winds, ed. Moffat A. F. J., Owocki S. P., Fullerton A. W., St.-Louis N., Kluwer, p. 41
- Lamers, H. J. G. L. M., Snow, T. P., Macchetto, F., de Jager, C.: 1979, IUE1.symp, 381L.
- Lamers, H.J.G.L.M. & Rogerson, J.B.: 1978, A&A, 66, 417
- Langer, N., Hamann, W.-R., Lennon, M.; Najarro, F., Pauldrach, A. W. A., Puls, J.: 1994, A&A, 290, 819L.
- Laskarides, P. G., Danezis, E. &Theodossiou, E.: 1992a, Ap&SS, 179, 13

www.diavlosbooks.gr

- Laskarides, P. G., Danezis, E. &Theodossiou, E.: 1992b, Ap&SS, 183, 67
- Laskarides, P. G., Danezis, E. & Theodossiou, E.: 1993a, A structure proposal of the gas shell of the double system AX Mon, in Proc. 6th Panhellenic Conf., Komotini, Greece
- Laskarides, P. G., Danezis, E. & Theodossiou, E.: 1993b, The far UV spectrum of AX Monocerotis, in Proc. 1st Panhellenic Astronomical Meeting, Athens, Laskarides P.G. (ed)
- Laskarides, P.G., Danezis, E., and Theodossiou, E. : 1992a, Space Sci. 179,13.
- Laskarides, P.G., Danezis, E., and Theodossiou, E. : 1992b, Astrophys. AndSpace Sience, 183, 67.
- Laskarides, P.G., Danezis, E., and Theodossiou, E. : 1993a, "A structure proposal of the gas shell of the double system AXMon", Proceedings of the 6th Panhellenic Conference, Komotini, Greece.
- Lennon, D. J., Dufton, P, L., Keeman, F. R., Holmgren, D. E.: 1991: A&A, 246, 175.
- Leung, K.-C.; Schneider, D. P.: 1978, ApJ, 222, 924L.
- Li, W., & Qu, Z. Q.; 1999, MNRAS, 305, 737Z.
- Limber, D. N. & Marlborough, J. M.: 1968, ApJ, 152, 181
- Limber, D. N.: 1964, ApJ, 140, 139
- Limber, D. N.: 1967, ApJ, 148, 141
- Limber, D. N.: 1969, ApJ, 157, 785
- Limber, D. N.: 1974, ApJ, 192, 429
- Limber, D. N.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 371
- Linsky, J. L.: 1980, in Lecture Notes in Physics, Vol. 114, Stellar Turbulence, ed. D. F. Gray and J. L. Linsky (Gerlin: Springer), p. 248
- Lyratzi, E. Danezis, E. Antoniou, A. Nikolaidis, D.,. Popović, L. Č & Dimitrijević, M. S. "Study of Hα regions in 120 Be-type stars" 2006, IAUJD, 4E, 7 (XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006).
- Lyratzi, E. Danezis,E. Antoniou, A. Nikolaidis, D.,. Popović, L. Č &Dimitrijević, M. S.: "The complex structure of the Si IV λλ 1393.755, 1402.77 Å regions of 68 Be-type stars" 2006, IAUJD, 4E, 7 (XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006.
- Lyratzi, E., Danezis, E., Nikolaidis, D., Antoniou, A., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S., Stathopoulou, M. & Theodossiou, E.: "A new approach for the structure of Ha regions in 120 Be-type stars", 2006, AIPC, 848, 402 (7οΠανελλήνιοΑστρονομικόΣυνέδριο, ΕλληνικήςΑστρονομικήςΕταιρίας, Κεφαλονιά, Σεπτέμβριος 2005).
- Lyratzi, E., Danezis, E., Nikolaidis, D., Antoniou, A., Popović, L. Č.,Dimitrijević, M. S. & Theodossiou, E.: "The Photospheric And The Respective Si IV Regions Rotational Velocities In 27 Be Stars", 23rd Summer School and International Symposium on the Physics of Ionized Gases, (SPIG 2006), Kopaonik, Σερβία, Αύγουστος – Σεπτέμβριος 2006.
- Lyratzi, E., Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Stathopoulou, M. & Drakopoulos, C.: 2001, Application of a new model of density shells of matter to the expanding gaseous envelope of the star HD 45910 (AX Mon), in Proc. 5th Hellenic Astronomical Society Conf. September 2001, Crete, Greece
- Lyratzi, E., Danezis, E., Nikolaidis, D., Theodossiou, E., Stathopoulou, M. & Soulikias, A.: 2002a, The complex structure of the expanding gaseous

www.kallipos.gr

envelope of the Be star HD 45910 (AX Mon), in Proc. IAU Symp. 210, Modeling of stellar atmospheres, June 17-21, 2002, Uppsala, Sweden

- Lyratzi, E., Danezis, E., Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S., Nikolaidis, D. & Antoniou, A.: 2007, PASJ.
- Lyubimkov, L. S.; Rostopchin, S. I.; Roche, P.; Tarasov, A. E.:1997,
- MacGregor, K. B., Hartmann, L. & Raymond, J. C.: 1979, ApJ, 231, 514
- Maeder, A., 1987: A&A, 178, 159.
- Mandel, H., Szeifert, T.: 1993, A&A, 274, 29S.
- Markova, N.: 2000, A&AS, 144, 391
- Marlborough, J. M. & Peters, G. J.: 1982, in Proc. IAU Symp. 98, Be stars, eds. M. Jaschek and H. G. Groth (Dordrecht: Reidel), p. 387
- Marlborough, J. M. & Snow, T. P.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 179
- Marlborough, J. M., Snow, T. P. & Slettebak, A.: 1978, ApJ, 224, 157
- Marlborough, J. M.: 1969, ApJ, 156, 135
- Marlborough, J. M.: 1977, ApJ, 216, 446
- Marlborough, J. M.: 1982, in Proc. IAU Symp. 98, Be stars, eds. M. Jaschek Marlborough, J. M. & Zamir, M.: 1975, ApJ, 195, 145
- Mason B. D., Gies, D. R., Hartkopf, W. I., Bagnuolo, W. G., Jr., ten Brummelaar, T.,McAlister, H.A.: 1998, AJ, 115, 821M.
- Massa, D. 1992, ASP Conference Series, 22.
- Massa, D.: 1995, ApJ, 438, 376.
- McCrea, W. H.: 1928, MNRAS, 88, 729
- McLaughlin, D. B.: 1931, Pub. American Astron. Soc., 7, 31
- McLaughlin, D. B.: 1933, in Proc. Nat. Ac. Sci., 19, 44
- McLaughlin, D. B.: 1937, ApJ, 85, 181
- McLaughlin, D. B.: 1961, J.R.A.S. Canada, 55, 13 and 73
- Menzel, D. H.: 1929, PASP, 41,344
- Merrill, P. W. & Burwell, C.G.: 1933, ApJ, 78, 87
- Merrill, P. W. & Burwell, C.G.: 1943, ApJ, 98, 153
- Merrill, P. W. & Burwell, C.G.: 1949, ApJ, 110, 387
- Merrill, P. W. & Burwell, C.G.: 1950, ApJ, 112, 72
- Merrill, P. W., Humason, M. L. & Burwell, C. G.: 1932, ApJ, 76, 156
- Merrill, P. W.: 1958,Lines of the Chemical Elements In Astronomical Spectra, Carnegie institution of Washington Publication 610, Washington, D. C.
- Mihalas, D.: 1972b, ApJ, 177, 115
- Mihalas, D.: 1972a, Non-LTE Model Atmospheres for B and O Stars, NCAR–TN/STR–76
- Milgrom, M: 1976, A&A, 53, 321M.
- Millar, C. E. & Marlborough, J. M.: 1999, ApJ, 526, 400
- Milne, E. A.: 1926, MNRAS, 87, 697
- Miyamoto, S.: 1949, Jap. J. Astr., 1, 17
- Miyamoto, S.: 1950, ApJ, 113, 181
- Miyamoto, S.: 1952, PASJ, 4, 1 and 28, MNRAS, 189, 601U.
- Mohler, F. L.: 1939, ApJ, 90, 429
- Molnar, M.R.: 1975, ApJ, 200, 106
- Moore, Ch.: 1968, NBS circ., No 488

www.klitosbooks.gr

- Moos, H.W.: 2003, ApJ, 519, 1000.
- Morgan, T. H., Kondo, Y. & Modisette, J. L.: 1977, ApJ, 216, 457
- Morgan, W. W. & Keenan, P. C.: 1973, AR A&A, 11, 29
- Morgan, W.W., Abt. H.A. and Tapscott, J.W.: 1978, rmsa.book, M.
- Morton, D. C.: 1976, MSRSL, 9, 221M.
- Morton, D. C.: 1979, MNRAS, 189, 57
- Mullan, D. J.: 1984a, ApJ, 283, 303
- Mullan, D. J.: 1984b, ApJ, 284, 769
- Mullan, D. J.: 1986, A&A, 165, 157
- Negueruela, I., Roche, P., Lrionov, V., Tarasov, A., Fabregat, J. Clark, J. S.,
- Nelson, G. D. & Hearn, A. G.: 1978, A&A, 65, 223
- Nikolaidis, D., Danezis, E., Lyratzi, E., Popović, L. Č., Antoniou, A., Dimitrijević, M. S., &Theodossiou, E.: "A Study of DACs and SACs Regions in the Atmospheres of Hot Emissions Stars" ,23rd Summer School and International Symposium on the Physics of Ionized Gases, (SPIG 2006), Kopaonik, Σερβία, Αύγουστος – Σεπτέμβριος 2006).
- Nikolaidis, D., Danezis, E., Lyratzi, E., Popović, L. Č., Dimitrijević, M.S., Antoniou, A.& Theodossiou, E.: "A new model for the structure of the DACs and SACs regions in the Oe and Be stellar atmospheres", 2006, IAUJD, 4E, 11(XXVIth IAU General Assembly, Πράγα, Τσεχία, Αύγουστος, 2006).
- Noerdlinger, P. D. & Rybicki, G. B.: 1974, ApJ, 193, 651
- O' Brien, P. T., Zheng, W., Wilson, R.: 1989, MNRAS, 240, 741.
- Olson, G. P.: 1978, ApJ, 226, 124
- Owocki, S. P., Castor, J. I. & Rybicki, G. B.: 1988, ApJ, 335, 914
- Owocki, S.P. and Rybicki, G.B. : 1986, ApJ., 309, 127
- Pagel, B. E. F.: 1960, VA, 3, 203
- Panek, R. J. & Savage, B. D.: 1976, ApJ, 206, 167
- Panek, R.J., Felli, M. 1975, A&A, 206, 167.
- Penny, L., Gies, D. R., Banguollo, W. G. J.: 1996, ApJ, 460, 906.
- Penny, Laura R.: 1999, ApJ, 527, 353.
- Penny, Laura: 1996, ApJ, 463, 737.
- Peters, G. J.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 209
- Peters, G. J.: 1979, ApJS, 39, 175
- Peters, G. J.: 1981, in Proc. IAU Symp. 98, Be stars, eds. M. Jaschek and H. G. Groth (Dordrecht: Reidel), p. 57
- Peterson, D. M. & Strom, S. E.: 1969, ApJ, 157, 1341
- Peton, A.: 1974, Astrophys. Space Sience, 30, 481.
- Pettini, M. & West, K. A. 1982: In ESA 3rd European IUE Conf. p 435-437.
- Plaskett, J, S.: 1922, MNRAS, 16, 284P.
- Plavec, M. J.: 1983, ApJ, 275, 251
- Poeckert, R. & Marlborough, J. M.: 1978, ApJ, 220, 940
- Poeckert, R. & Marlborough, J. M.: 1979, ApJ, 233, 259
- Popović, L. Č., Danezis, E., Lyratzi, E., Dimitrijević, M. S. & Theodossiou E.: 2004a, "A model for the Broad Absorption Line Region in BAL-QSOs", The conference of Euro-asian astronomical society, Russian Astronomical conference, July, 2 - 10, 2004, Moscow, Russia

www.diavlos-books.gr

- Popović, L. Č., Dimitrijević, M. S., Mediavilla, E., Danezis, E., Lyratzi, E., Bon, E., Ilić, D., Jovanović, P., Theodossiou E. & Dačić, M.: 2004b, "Some spectroscopic methods for astrophysical plasma research", 22nd Summer School and International Symposium on the Physics of Ionized Gases (SPIG 2004), August, 23 - 27, 2004, at National Park "TARA", Serbia and Montenegro
- Porter, J. M. & Rivinius, T.: 2003, PASP, 115, 1153
- Porter, J. M.: 1999, A&A, 348, 512
- Pottasch, S. R.: 1961, AnAp 24, 159
- Prinja, R. & Howarth, I.: 1986, ApJ Supplements, 61, 357.
- Prinja, R. & Howarth, I.: 1987, ApJ, 317, 389.
- Prinja, R. K. & Howarth, I. D.: 1988, MNRAS, 233, 123
- Prinja, R. K., Massa, D., Fullerton, A. W., Howarth, I. D. & Pontefract, M.: 1997, A&A, 318, 157
- Prinja, R. K.: 1988, MNRAS, 231, 21
- Prinja, R. K.: 1990, MNRAS, 246, 392
- Prinja, R.: 1988, MNRAS: 231, 21P.
- Prinja, R.K. and Howarth, I.: 1988, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 233,123.
- Prinja, R. K.: 1992, Nonisotropic and Variable Outflows from Stars, ed. L. Drissen, C. Leitherer & A. Nota (ASP Conf. Ser. 22), 167
- Prinja, R. K.: 1991, ESO Workshop on Rapid variability of OB stars: Nature and diagnostic value, ed. D. Baade, 221
- Pwa, T. H. & Pottasch, S. R.: 1986 A&A, 164, 116.
- R., Massa, D., Prinja, R. K. Reid, A. H. N.: 1998, MNRAS, 296, 949.
- Rauw, G., Vreux, J. M., Gosset, E. : 1996, LIACo, 33, 297R
- Redman, R. O.: 1942, MNRAS, 102, 134 and 140
- Reid, A. H. N., Bolton, C. T., Crowe, R. A., Fieldus, M. S., Fullerton, A. W.,
- Reig, P., Roche, P.: 1999, MNRAS, 306, 95R.
- Reynolds, A. P., Hilditch, R. W., Bell, S. A., Pollacco, D. L., Edwin, R. P.: 1992, MNRAS, 258, 439R.
- Rivinius, Th., Baade, D., Stefl, S. & Maintz, M.: 2001, A&A, 379, 257
- Rivinius, Th., Stahl, O., Wolf, B., Kaufer, A., Gäng, Th., Gummersbach, C. A., Jankovics, I., Kovács, J., Mandel, H., Peitz. J., Szeifert, Th. & Lamers, H. J. G. L. M.: 1997, A&A, 318, 819
- Rivinius, Th., Baade, D., Stefl, S., Stahl, O., Wolf, B.; Kaufer, A.: 1998, A&A, 336, 177R.
- Roche N., Eales, S. A., Hippelein, H., Willott, C. J.: 1999, MNRAS, 306, 538R.
- Roche, P., Larionov, V.,Tarasov, A. E., Fabregat, J., Clark, J. S., Coe, M. J.,
- Rosendahl, J. D.: 1973a, ApJ, 183L, 39
- Rosendhal, J. D.: 1973b, ApJ, 186, 909
- Rosseland, S.: 1926, ApJ, 63, 218
- Rottenberg, J. A.: 1952, MNRAS, 112, 125
- Roxburgh, I. W.: 1970, in Proc. IAU Colloq. 4, p. 19
- Rublev, S. V.: 1961, SvA, 4, 780
- Rybski, P.M. and O' Callaghan, F.G.: 1975, ApJ (Letters), 199, L119.
- Sadakane, K.: 1984, PASP, 96, 259

www.sinobooks.gr

- Sahade, J. & Brandi, E.: 1985, RMxAA, 10, 229
- Sahade, J., Brandi, E. & Fontela, J. M.: 1984, A&AS, 56, 17
- Sahade, J.: 1962, stev.conf, 185S.
- Sahade, J.: 1980, College de France Lectures, The Wolf-Rayet Stars (College de France Publ.)
- Sapar, L. & Sapar, A.: 1992, BaltA, 1, 37
- Savage, B. D.: 1982, iue..prop, 1176S.
- Savage, B., Meade, M. R.; Sembach, K.R.:2001, ApJ Supplement, 136, 631.
- Sembach K. R., Savage, B. D., Jenkins, E. B.: 1993, ASPC, 35, 357S.
- Sembach, Savage & Jenkins, E.: 1994, ApJ, 421, 585.
- Shajn, G. & Struve, O.: 1929, MNRAS, 89, 222
- Shore S. N.; Brown, D. N.: 1990, ApJ, 365, 665S.
- Slettebak, A. & Howard, R. F.: 1955, ApJ, 121, 102
- Slettebak, A. & Reynolds, R. C.: 1978, ApJS, 38, 205
- Slettebak, A. & Snow, T. P.: 1978, ApJ, 224L, 127
- Slettebak, A., Collins, G. W., Boyce, P. B., White, N. M. & Parkinson, T. D.: 1975, ApJS, 29, 137
- Slettebak, A.: 1949, ApJ, 110, 498
- Slettebak, A.: 1966, ApJ, 145, 121
- Slettebak, A.: 1979, SSRv, 23, 541
- Slettebak, A.: 1982, ApJS, 50, 55S.
- Slettebak, A.: 1994, ApJS, 94, 163
- Slettebak, A.: 1976, in Proc. IAU Symp. 70, Be and Shell Stars, ed. A. Slettebak (Dordrecht: Reidel), p. 123
- Smith, G. H., Burstein, D., Fanelli, M. N., O'Connell, R. W. & Wu, C.C.: 1991, AJ, 101, 655
- Smith, M., Roche, P.: 1999, ApJ, 522, 444.
- Snijders, M. A. J. & Lamers, H. J. G. L. M.: 1975, A&A, 41, 245
- Snow T. P., Cash, W. C. :1984, ApJ, 283, 218G.
- Snow T. P., Jr., Hayes, D. P.: 1978, ApJ, 226, 897S
- Snow, T. P. & Marlborough, J. M.: 1976, ApJ, 230L, 87
- Snow, T. P. & Marlborough, J. M.: 1980, ApJ, 235, 85
- Snow, T. P. & Morton, D. C.: 1976, ApJS, 32, 429
- Snow, T. P., Peters, G. J. & Mathieu, R. D.: 1979, ApJS, 39, 359
- Snow, T. P.: 1977, ApJ, 217, 760
- Snow, T.P.: 1975, ApJ, 198, 361
- Snow, Th., Morton, D.: 1976, ApJ. Supplement Series, 32, 429.
- Sobolev, V. V.: 1947, Moving Envelopes of Stars, Thesis, Leningrad State Univ. (in Russian), transl. By S. Gaposchkin, 1960 (Cambridge, Mass. Harvard Univ. Press)
- Sobolev, V. V.: 1957, SvA, 1, 678
- Soulikias, A. 1997, A study of the superionized spectral lines of the star HD 152408, in 6th European and 3rd Hellenic Astronomical Society Conference, Thessaloniki, Greece.
- Soulikias, A.: 1995, The UV spectrum of the HD175754, 2nd Hellenic Astronomical Conference, Thessaloniki, Greece.,.
- Spitzer, L. Jr, Fitzpatrick, E. I, 1992, Astrophysical Journal, 391, L41.

www.diavlosbooks.gr

- Stathopoulou, M., Danezis, E., Laskarides, P. G. & Theodossiou, E.: 1995, The UV spectrum of HD 175754, in Proc. 2nd Hellenic Astronomical Conf., 29 July, Thessaloniki, Greece
- Stathopoulou, M., Danezis, E., Theodossiou, E., Grammenos, Th. & Soulikias, A.: 1997, A Study of the superionized spectral lines of the star HD 152408, in Proc. 6th European and 3rd Hellenic Astronomical Society Conf.e, 2-5 July, Thessaloniki, Greece
- Steele, I. A., Negueruela, I. & Clark, J. S.: 1999, A&A, 137, 147
- Stencel, R. E., Mullan, D. J., Linsky, J. L., Basri, G. S. & Worden, S. P.: 1980, ApJS, 44, 383
- Stickland, D. J. & Lloyd, C., 2001, The Observatory, 121.
- Stickland, D. J., Lloyd, C.: 1993, The Observatory, 113.
- Stickland, D. J.: 1980, The Observatory, 118.
- Stickland, D. J.: 1992, MNRAS, 257.
- Stickland, D. J.: 1992, The Observatory, 112, 123S.
- Stickland, D.J. & Lloyd, C., 1994, The Observatory, 114.
- Stickland, D.J.: 1996, The Observatory, 116.
- Struve, O. & Elvey, C. T.: 1934, ApJ, 79, 409
- Struve, O. & Swings, P.: 1932, ApJ, 75, 161
- Struve, O.: 1931a, ApJ, 74, 225
- Struve, O.: 1931b, ApJ, 73, 94
- Struve, O.: 1937, ApJ, 85, 41S.
- Struve, O.: 1942, ApJ, 95, 134
- Struve, O.: 1948, ApJ, 107, 327S.
- Struve, O.: 1958a, HDP, 50, 243S.
- Struve, O.; Kraft, R. P.: 1954, ApJ, 119, 299S.
- Struve, O.; Pogo, A.:1928, ApJ, 68, 335S.
- Struve, O.; Swings, P.:1940, PASP, 52, 294S.
- Surdej, J.: 1977, A&A, 60, 303
- Swings, P. & Struve, O.: 1941, ApJ, 94, 291
- Tarafdar, S., Krishna, S. K. S.: 1982, MNRAS, 200, 431.
- Telting, J. H. & Kaper, L.: 1994, A&A, 284, 515
- Telting, J. H., Waters, L. B. F. M., Persi, P. & Dunlop, S.: 1993, A&A, 270, 355
- Thackeray, A. D.: 1970, MNRAS, 150, 215T.
- Theodossiou, E., Laskarides, P. G. & Danezis, E.: 1997, A Study of the superionized spectral lines of the star HD 36861, in Proc. 6th European and 3rd Hellenic Astronomical Society Conf., 2-5 July, Thessaloniki, Greece
- Theodossiou, E., Laskarides, P. G., Danezis, E., Stathopoulou, M. & Grammenos, Th.: 1993b, The UV Spectrum of the star λ Orionis, in Proc. 6th Panhellenic Physics Conf., Komotini, Greece
- Theodossiou, E., Laskarides, P.G. & Danezis E.: 1993a, A Study of the superionized spectral lines of the star HD 36861, in Proc. 6th European and 3rd Hellenic Astronomical Society Conf., Thessaloniki, Greece
- Theodossiou, E.: 1983, Effective Temperatures of Early Type Stars, PhDT,
- Thomas, R. N.: 1973, A&A, 29, 297
- Thomas, R. N. & Athay, R. G.: 1961, Physics of the Solar Chromosphere (New York: Inter-Science Publ.)

www.diavlosbooks.gr

- Tobin, W. 1984, A&A Supplement Series 57, Sept. 1984, 427.
- Tobin, W. 1984, A&A Supplement Series, 56, 221.
- Tuthill, P., Monnier, J. & Danchi, W.: 1999, Nature, 398, 487
- Underhill, A. B. & Fahey, R. P.: 1984, ApJ, 280, 712
- Underhill, A. B.: 1953, MNRAS, 113, 477
- Underhill, A. B.: 1970, in Proc. IAU Colloq. 2, Specturm Formation in Stars with Steady-State Extended Atmospheres, eds. H. G. Groth and P. Wellman, Nat. Bureau of Standards, Washington, Special Publication 332, p. 3
- Underhill, A. B.: 1974, ApJS, 27, 359
- Underhill, A. B.: 1975, ApJ, 199, 691
- Underhill, A. B.: 1980, ApJ, 240L, 153
- Underhill, A. B., Divan, L., Prevot-Burnichon, M.-L., Doazan, V.:1979,
- Underhill, A.B. and Fahey, R. P.: 1984, ApJ, 280, 712.
- Underhill, A.B.: 1959, PDAO, 11, 143U.
- Underhill, A.B.: 1979, iue.prop, 287U.
- Underhill, A. B.: 1960, in Stellar Atmospheres, ed. J. L. Greenstein (Chicago: University of Chicago Press), chap. 10
- Unsöld, A.: 1942, ZA, 21, 22
- Vaiana, G. S. & Rosner, R.: 1978, AR A&A, 16, 393
- Vidal –Madjar, A.: 1984, LAstr, 98, 423V.
- Vogt, S. S., Penrod, G. D.: 1985, ApJ, 299, 653P.
- Wackerling, L.R.: 1970, MmRAS, 73, 153
- Walborn, N. & Nichols-Bohlin, J.:1987, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 99, 40.
- Walborn, N.&Panek, R.: 1984, ApJ, 280, L27.
- Walborn, N. R. & Nichols-Bohlin, J.: 1987, PASP, 99, 40
- Walborn, N. R. & Panek, R. J.: 1984, ApJ, 280L, 27
- Walborn, N. R.: 1971, ApJS, 23, 257
- Walborn, N. R.: 1972, AJ, 77, 312W.
- Walborn, N. R.: 1973a, ApJ, 180L, 35W.
- Walborn, N. R.: 1974, ApJ, 189, 269W.
- Walborn, N. R.: 1976, IAUS, 72, 153W.
- Walborn, N. R.: 1982, AJ, 87, 1300W.
- Walborn, N. R., Nichols-Bohlin, J., Panek, R. J.:1985, NASAR, 1155, 0W.
- Walborn, N., Nichols, J.: 1994, ApJ, 425, L29.
- Waldron, W. L., Klein, L. & Altner B.: 1994, ApJ, 426, 725
- Waldron, W. L., Klein, L. & Altner, B.: 1992, in ASP Conf. Ser. 22, Nonisotropic and Variable Outflows from Stars, eds. L. Drissen, C. Leitherer & A. Nota (San Francisco: ASP), p. 181
- Welty, D. E. et al.: 1991, ApJ Supplement Series, 75, 425.
- Willis, A. J., Howarth, I. D., Stickland, D. J. & Heap, S. R.: 1989, ApJ, 347, 413
- Wilner, D. J., Lada, C. J.:1991, AJ, 102, 1050W.
- Wilson, R.: 1958, MNRAS, 118, 92W.
- Wolaert, J.P.M., Lamers, H.J.G.L.M., de Jager, C.: 1988, A&A,194, 197.
- York, D. G.; Vidal-Madjar, A.; Laurent, C.; Bonnet, R.: 1977, ApJ, 213L, 61Y.
- Zwarthoed, G. A. A.: 1996, A&A Supplement, 116, 257.

www.diaulospooks.gr

- Δανέζης Μάνος και Θεοδοσίου Στράτος: Το σύμπαν που αγάπησα – Εισαγωγή στην αστροφυσική, Εκδόσεις Δίαυλος, Αθήνα, 1999
- Δανέζης, Ε.: 1984, Συμβολή στη μελέτη των Be αστέρων. Το διπλό σύστημα ΑΧ Μονόκερου, Διδακτορική διατριβή, Πανεπιστήμιο Αθηνών
- Κάκουλλος Θεόφιλου Στατιστική. Θεωρία και Εφαρμογές, Αθήνα 1982.
- Λασκαρίδης, Π. Γ.: 1973, Ατμόσφαιραι των Αστέρων, Αθήναι, 1973.
- Λύρατζη, Ε.: 2005, Μελέτη της δομής των περιοχών δημιουργίας των γραμμών Hα, MgII και SiIV σε αστέρες εκπομπής φασματικού τύπου Be, Διδακτορική διατρβή, Πανεπιστήμιο Αθηνών.
- Σβολόπουλου, Σ.: 1980, Μαθήματα Αστροφυσικής, Εκδ. 2α, Αθήναι.

www.diavlosbooks.gr