

## Γενικά χαρακτηριστικά

Με την ανάπτυξη των φασματοσκοπικών τεχνικών, για την ανάλυση των χημικών ενώσεων στο εργαστήριο, έγινε φανερό πως τα διάφορα μόρια και άτομα, ανάλογα και με τη φυσική κατάσταση στην οποία βρίσκονται και τη θερμοκρασία τους, δίνουν αυστηρά καθορισμένα φάσματα που ανήκουν σε τρεις μεγάλες κατηγορίες:

1. Συνεχή φάσματα
2. Φάσματα απορρόφησης
3. Φάσματα εκπομπής

Το τυπικό φάσμα των αστέρων αποδείχτηκε πως είναι φάσμα γραμμικής απορρόφησης. Πάνω σε ένα συνεχές υπόβαθρο, εμφανίζονται λιγότερο ή περισσότερο σκοτεινές γραμμές. Το συμπέρασμα που βγαίνει είναι ότι το άτομο βασικά εκπέμπει ένα συνεχές ενεργειακό φάσμα με κατανομή μελανού σώματος, το οποίο εν συνεχεία διαπερνά την αέρια ατμόσφαιρα για να διαφύγει στο διάστημα. Η διέλευση όμως από την ατμόσφαιρα έχει σαν αποτέλεσμα την απώλεια ενέργειας σε καθορισμένα μήκη κύματος, γι' αυτό και οι γραμμές απορρόφησης. Τελικά η αποκωδικοποίηση του φάσματος είναι το κλειδί για την αποκάλυψη των φυσικών διεργασιών στην αστρική ατμόσφαιρα.

Τα πρώτα φάσματα αστέρων που σήμερα ονομάζουμε O, B και A, διαφέρουν αισθητά από τα υπόλοιπα. Περιείχαν λίγες ισχυρές γραμμές απορρόφησης αποκλειστικά ελαφρών στοιχείων, δηλαδή υδρογόνου και ηλίου. Οι περισσότεροι αστροφυσικοί τότε συμερίζονταν την πεποίθηση, ότι οι διαφορές των φασμάτων αντανakλούσαν ουσιαστικές διαφορές στη χημική σύνθεση των αστέρων. Με τον τρόπο αυτό, ένας αστέρας ξεκινούσε –βάσει των θεωριών της αστρικής εξέλιξης- από απλή χημική σύνθεση και στην πορεία εμπλουτιζόταν με ολοένα και βαρύτερα μεταλλικά στοιχεία. Το συμπέρασμα λοιπόν για τους O,B,A αστέρες έμοιαζε εύλογο : δεν ήταν παρά αστέρες σε κάποιο πρώιμο στάδιο εξέλιξης, εξ' ου και ο χαρακτηρισμός «Προγενέστερου φασματικού τύπου».

Πρέπει να σημειώσουμε πως τα πρώτα φάσματα λαμβάνονταν με φασματογράφους πολύ χαμηλής διασποράς, δηλαδή πολλών Å / mm. Αυτό σημαίνει, πως σε μικρό χώρο πάνω στην ταινία, που αποτυπωνόταν το φάσμα, απεικονιζόταν μια φασματική περιοχή έκτασης πολλών εκατοντάδων Å, με αποτέλεσμα να φαίνονται μόνο τα πολύ αδρά χαρακτηριστικά, δηλαδή μόνο οι πολύ ισχυρές γραμμές.

Σύμφωνα με τον τύπο του Boltzmann :

$$\frac{N_n}{N_1} = \frac{g_n}{g_1} \exp ( -x_{1n} / kT )$$

Το ποσοστό των ατόμων που έχουν διεγερθεί στη στάθμη n, προς τα άτομα που βρίσκονται στη βασική στάθμη, εξαρτάται από το λόγο των στατιστικών βαρών των σταθμών, την ενεργειακή τους διαφορά  $x_{1n}$  και τη θερμοκρασία. Δεχόμενοι πως όλοι οι αστέρες έχουν βασικά την ίδια χημική σύσταση, τότε το είδος των γραμμών και η έντασή τους εξαρτάται αποκλειστικά από την ενεργό θερμοκρασία τους.

Το βασικό χαρακτηριστικό των O αστέρων είναι η πολύ υψηλή επιφανειακή (ενεργός) θερμοκρασία, η οποία κυμαίνεται ανάμεσα στους 25000 – 50000 βαθμούς Kelvin, καθιστώντας τους τα θερμότερα αστρικά σώματα. Δεδομένου ότι η φωτόσφαιρα του αστέρα ακτινοβολεί σαν μέλαν σώμα θερμοκρασίας ίσης με την  $T_{\text{eff}}$ , καθώς και του τύπου του Wien (που δίνει το μήκος κύματος που αντιστοιχεί στη μέγιστη ένταση της ακτινοβολίας του μέλανος σώματος), εύκολα βλέπουμε ότι η περισσότερη ακτινοβολία των O αστέρων πρέπει να εκπέμπεται στην περιοχή του υπεριώδους. Θυμίζουμε ότι ο τύπος του Wien είναι :

$$\lambda_{\text{max}} T = 0,28973 \text{ cm grad.}$$

Αυτό το γεγονός έχει δύο ουσιαστικές συνέπειες:

- Η μια αφορά στο μικρό ποσό ενέργειας που λαμβάνουμε στην περιοχή του ορατού φάσματος, εντοπισμένο στην κυανή περιοχή κυρίως, εξ' ου και το κυανόλευκο χρώμα των O αστέρων. Η φασματική ταξινόμηση όμως γίνεται αποκλειστικά στην ορατή περιοχή, άρα η πληροφορία που διαθέτουμε παρουσιάζει μεγάλα στατιστικά σφάλματα, όταν αναλύεται ποσοτικά, και δεν επαρκεί για τη θέσπιση αξιόπιστων κριτηρίων κατανομής στους διάφορους υποτύπους και για την εύρεση φωτεινότητας.
- Η δεύτερη συνέπεια, ήταν η αδυναμία μελέτης του πιο σημαντικού τμήματος των φασμάτων τους ( υπεριώδους), καθώς το όζον της γήινης ατμόσφαιρας απορροφάει ολοκληρωτικά κάθε ακτινοβολία με  $\lambda < 3500 \text{ \AA}$ . Το πρόβλημα ξεπεράστηκε τις τελευταίες δεκαετίες με την εκτόξευση δορυφόρων.

Οι αστέρες τύπου O έχουν πολύ μεγάλες μάζες, άρα σύμφωνα με τις θεωρίες της αστρικής εξέλιξης εξαντλούν γρήγορα τα πυρηνικά τους καύσιμα και εγκαταλείπουν νωρίς την κύρια ακολουθία. Στην πραγματικότητα η μεγάλη μάζα τους καθιστά αναντικατάστατη πηγή πληροφόρησης για τις διαδικασίες της αστρικής εξέλιξης. Ο αριθμός των O αστέρων είναι μικρός. Αποτελούν περίπου το  $10^{-7}$  του συνολικού αστρικού πληθυσμού του Γαλαξία. Παρά τη μεγάλη τους φωτεινότητα, το φαινόμενο μέγεθός τους είναι μικρό λόγω της απόστασης που χωρίζει και τους πλησιέστερους αυτών από τον Ήλιο. Είναι αδύνατον συνεπώς να εφαρμόσουμε τεχνικές αστρικής παράλλαξης για τον υπολογισμό των αποστάσεων και τελικά του απολύτου μεγέθους των. Η ακτινοβολία τους δεν αφήνει ανεπηρέαστο τον περιβάλλοντα χώρο. Στις περιπτώσεις μετατροπής τους σε *supernovae* τα υλικά που εκτοξεύονται από τα σπλάχνα τους πυροδοτούν διαδικασίες αστρικής γένεσης σε γειτονικά νεφελώματα. Η αλληλεπίδραση όμως με το μεσοαστρικό υλικό γίνεται και μέσω της διάχυσης του εξωτερικού τμήματος των O αστέρων, φαινόμενο που αποκαλείται «αστρικός άνεμος». Όλοι οι O αστέρες χάνουν μάζα μέσω αυτού του φαινομένου, όπως απέδειξαν παρατηρήσεις στην περιοχή του υπεριώδους, προερχόμενες από δορυφόρους.

Στην ίδια κατηγορία με τους O αστέρες τοποθετούνται και οι αστέρες Wolf – Rayet. Πρόκειται για αστέρες με εξίσου υψηλές θερμοκρασίες με τα φάσματά τους να παρουσιάζουν ευρείες γραμμές εκπομπής. Συνηθίζεται να θεωρούνται ως μετεξέλιξη των O αστέρων μετά την κύρια ακολουθία στη φάση της καύσης του Ηλίου. Οι αστέρες Of με κέλυφος τοποθετούνται στο ενδιάμεσο στάδιο εξέλιξης ανάμεσα στους O και Wolf – Rayet.

# ΦΑΣΜΑΤΙΚΗ ΤΑΞΙΝΟΜΗΣΗ

## Πρωταρχικά συστήματα φασματικής ταξινόμησης

Η πρώιμη ιστορία φασματικής ταξινόμησης έχει συνοψιστεί από τον R.H. Curtis (1932), και τα συστήματα ταξινόμησης που αναπτύχθηκαν για τους Ο αστέρες πριν το 1965 έχουν πραγματευθεί από την Underhill (1966). Στο πιο ευρέως χρησιμοποιούμενο σύστημα MK που δημιουργήθηκε από τους Morgan & Keenan το 1943, οι φασματικοί τύποι βασίζονται αποκλειστικά στις φαινόμενες σχετικές εντάσεις των γραμμών HeI και HeI στη φασματική περιοχή μεταξύ των 4000 και 5000 Å. Αντιπροσωπευτικά επαρκώς διαπλατυσμένα φάσματα, που παρέχονται από φασματογράφους με ανάλυση  $125 \text{ \AA mm}^{-1}$ , δείχνουν ότι οι λόγοι (HeI 4471) / (HeI 4541) και (HeI, HeI 4026) / (HeI 4200) ελαττώνονται μονοτονικά καθώς προχωρούμε από τύπο B0V προς τον O4. Αυτό λόγω της μείωσης στην ένταση των γραμμών HeI 4471 και HeI / HeI (συγχώνευση) 4026 Å, όσο και λόγω της αύξησης της έντασης των γραμμών του HeI 4541 και HeI 4200, καθώς προχωράμε από τον τύπο B0V προς τον O4 μέσω των O9, O8 κλπ. Οι γραμμές του HeI είναι μέλη των σειρών Pickering, που οφείλονται στη μετάβαση από στοιβάδες με κύριο κβαντικό αριθμό 4 σε υψηλότερες στοιβάδες. Οι γραμμές HeI είναι μέλη των σειρών  $2^3P^0 - n^3D$ .

Οι πρότυποι αστέρες που καθορίζουν το σύστημα ταξινόμησης MK για τους αστέρες τύπου O έχουν προσδιοριστεί από τους Johnson και Morgan (1953) και από τον Morgan (1978). Σύγκριση των φασμάτων αυτών των αστέρων μεταξύ τους, με τη βοήθεια οπτικής εξέτασης φασμάτων, που καλύπτουν μια περιοχή από 3900 ως 5000 Å, επιτρέπει την ταξινόμηση σε διαφόρους O υποτύπους. Το σύστημα MK για τους O αστέρες δεν παρέχει κάποιο διαχωρισμό σε τάξεις λαμπρότητας. Οι φασματικοί τύποι ξεκινούν από τον O9.5, που είναι ο επόμενος από τον B0, και προχωρώντας κατά μισό βήμα (υποδιαίρεση), φθάνουν στον O4. Σε άλλα σημεία του HR διαγράμματος, χρησιμοποιούνται οι MK τάξεις λαμπρότητας για να διαχωρίσουν διαδιάστατα τους αστέρες της κύριας ακολουθίας, που σχηματίζουν τάξεις V και IV, τους γίγαντες που κατατάσσονται σε τάξεις III και II και τους υπεργίγαντες, που ταξινομούνται σε τάξεις Ib, Iab και Ia.

Πολλοί αστέρες τύπου O παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής στις περιοχές NIII 4634, 40, 41 και στο HeII 4686 Å. Ο Pearce (1930) εισήγαγε τον προσδιορισμό “f”, για να υποδηλώσει εκείνους τους αστέρες τύπου O που παρουσιάζουν εκπομπή στις περιοχές του NIII και στη γραμμή HeII 4686, στα φάσματα που λαμβάνονται από πρίσμα με ανάλυση φωτός 51 Å / mm στη γραμμή H $\gamma$ . Μερικοί από αυτούς τους αστέρες παρουσιάζουν επίσης εκπομπή στις γραμμές H $\alpha$ , CIII 5696, καθώς και σε άλλες γραμμές. Ο Pearce δεν χρησιμοποίησε τον δείκτη “e” για να υποδηλώσει την παρουσία αυτών των γραμμών εκπομπής. Αυτό γιατί είχε ήδη χρησιμοποιηθεί ο τύπος Oe5 στον κατάλογο Henry Draper, για να προσδιοριστούν O αστέρες που παρουσίαζαν ένα γραμμικό φάσμα απορρόφησης στους δίσκους των αντικειμενικών πρισμάτων, που χρησιμοποιήθηκαν για εκείνη την πρώτη ευρεία και συστηματική ανασκόπηση. Το σύστημα ταξινόμησης Victoria για τους O αστέρες βασίζεται πρωταρχικά στις σχετικές εντάσεις των γραμμών HeII και HeI, επειδή η απλή θεωρία υποδεικνύει ότι αυτό θα μπορούσε να είναι ένα κριτήριο που επηρεάζεται από την ενεργό θερμοκρασία.

### **Αναθεωρήσεις προερχόμενες από φάσματα μικρής ανάλυσης**

Ένας αριθμός ασθενών γραμμών απορρόφησης είναι ορατές στα φάσματα αστέρων τύπου B2 ως και O – το γκρουπ OB – εξ’ αιτίας κυρίως των ιόντων C, N, O και Si. Τα φάσματα αυτά παίρνονται με ανάλυση φωτός 100 Å / mm ή και καλύτερη. Ο Walborn χρησιμοποίησε την όψη των φασμάτων των OB αστέρων που είχαν παρθεί με ανάλυση φωτός 62 ή 63 Å / mm, καλύπτοντας τη φασματική περιοχή από 3900 ως 4800 Å, για να αναπτύξει μια πιο λεπτομερειακή φασματική ταξινόμηση των θερμότερων αστέρων με γραμμές απορρόφησης από ότι ήταν δυνατή, χρησιμοποιώντας τα φάσματα χαμηλής ανάλυσης του MK συστήματος. Το σύστημά του καθορίζει για αυτά τα αστέρια τάξεις λαμπρότητας. Χρησιμοποιεί τη μέθοδο του συστήματος MK και καθορίζει τους υποτύπους με τη βοήθεια πρότυπων αστέρων. Οι διάφοροι υπότυποι στην περιοχή ταξινόμησης από B2.5 ως O9, βασίζονται

κυρίως σε κριτήρια που περιλαμβάνουν γραμμές HeI και HeII, όπως επίσης Si II, Si III και Si IV. Εκείνοι οι υπότυποι που βρίσκονται στην περιοχή ταξινόμησης από O8.5 ως O3 βασίζονται στο λόγο (HeII 4541 / HeI 4471) για τον φασματικό τύπο και σε μια ποικιλία κριτηρίων για την τάξη λαμπρότητας, όπως η παρουσία γραμμών εκπομπής του NIII και HeII. Τα αρχικά κριτήρια ταξινόμησης του Walborn είναι καταχωρημένα στον [Πίνακα I](#) που ακολουθεί. Οι πρότυποι αστέρες που χρησιμοποίησε δίνονται στον [Πίνακα II](#). Στις τρεις στήλες ο Walborn δίνει το φασματικό τύπο για τους περισσότερους από τα λαμπρούς O αστέρες και για μερικούς αστέρες με τύπους από την περιοχή B2.5 ως B0.

Ο Walborn διατήρησε τη χρήση του γράμματος “n”, ως ένδειξη του εύρους των γραμμών απορρόφησης, που είναι ορατές στα φάσματά του. Ειδικότερα το χρησιμοποίησε με τους εξής τρόπους:

- **((n))**, για να δηλώσει ότι οι γραμμές Si IV 4116 και HeI 4121 συγχωνεύονται όταν χρησιμοποιούμε ανάλυση 63 A / mm.
- **(n)**, για να αναπαραστήσει κάποιο βαθμό πλάτυνσης ενδιάμεσο της πλάτυνσης ((n)) και εκείνης που παρατηρείται σε αστέρια που δίνονται από τους τύπους στα 125 A / mm (που είναι τυπική ανάλυση φωτός για το MK σύστημα).
- **[n]**, για να υποδηλώσει ότι η πλάτυνση των γραμμών του H είναι πολύ μεγαλύτερη από αυτή των γραμμών του He.

Οι παραπάνω περιπτώσεις βεβαίως δεν αναφέρονται στην πλάτυνση λόγω περιστροφής, σε μερικές περιπτώσεις παραπέμπουν σε φάσματα με διπλές γραμμές, οι οποίες δεν διαχωρίζονται σε ανάλυση 63 A / mm.

Ο Walborn επίσης, διατήρησε τη χρήση του γράμματος “ f ” και επέκτεινε αυτή τη σημειογραφία, για να υποδείξει διάφορες περιπτώσεις που παρατηρούνται. Χρησιμοποιεί έτσι :

- **(( f ))**, για να υποδηλώσει ασθενή εκπομπή στα NIII 4634, 40, 41 συνδυαζόμενη με ισχυρή απορρόφηση του HeII στα 4686.
- **( f )**, για να δηλώσει την παρουσία εκπομπής του NIII 4634 , 40, 41 και απορρόφηση του HeII 4686, η οποία είναι ασθενής αυτή τη φορά, ή εξουδετερώνεται από εκπομπή στην ίδια γραμμή.
- **f**, για να δηλώσει ότι οι γραμμές ( blend ) NIII 4634, 40, 41 και του HeII 4686 είναι γραμμές εκπομπής.
- **f<sup>+</sup>**, δείχνοντας ότι έχουμε γραμμές εκπομπής του Si IV 4089 και 4116 μαζί με τις γραμμές εκπομπής:

NIII 4634, 40, 41, αλλά και του Hell 4686. Το γνώρισμα  $f^+$  παρουσιάζεται γενικά μόνο στην περιοχή των αστέρων από O6 ως και O4.

Οι γραμμές εκπομπής, που χρησιμοποιούνται για να καθορίσουν τα  $f$  γνωρίσματα τυπικά δεν έχουν ένα προφίλ P-Cygni, που είναι αποτελούμενο από μια μετατόπιση της συνιστώσας απορρόφησης προς το μπλε και μια σχεδόν αμετατόπιστη συνιστώσα εκπομπής, αλλά εμφανίζονται να υψώνονται από το συνεχές με μια μικρή ή καθόλου ορατή απορρόφηση.

Ο τύπος **O3f<sup>\*</sup>** ( Walborn 1971b, 1973b, 1982 ) περιγράφεται ως εξής:

1. Οι γραμμές HeI δεν είναι ορατές.
2. Η γραμμή εκπομπής NIV στα 4058 είναι εντονότερη από την αντίστοιχη του NIII στα 4634, 40, 41(blend).
3. Η γραμμή απορρόφησης του NV στα 4604 και 4620 είναι συγκρίσιμη σε ένταση με του Hell 4541.
4. Οι γραμμές εκπομπής Si IV 4089 και Si IV 4116 είναι ασθενείς.
5. Η γραμμή εκπομπής του Hell 4686 είναι μετατοπισμένη προς μεγάλα μήκη κύματος.

Αυτός ο τύπος φάσματος είναι όμοιος με αυτόν που παρουσιάζεται στους τύπους WN7-A και WN6-A, που περιγράφονται από τους Hiltner και Schild ( 1966 ). Ο Walborn ( 1982 ) εισάγει επίσης τους προσδιορισμούς ( $f^*$ ) και ( $(f^*)$ ), που αντιστοιχούν σε ασθενή ή έντονη απορρόφηση Hell 4686.

Ο Walborn (1973) παρατήρησε δύο ομάδες φασμάτων τύπου O, τα οποία πιθανώς αποδεικνύουν διαφορετικού είδους δραστηριότητα κελύφους, στις οποίες απέδωσε τις ονομασίες "**Of?p**" και "**Onfp**". Τα υποδείγματα της πρώτης ομάδας είναι τα φάσματα των HD108 και HD148937, που έχουν περιγραφεί στον Walborn (1972). Ένα αρχικό χαρακτηριστικό είναι ότι η εκπομπή στο blend CIII 4647, 50, 51 είναι συγκρίσιμη σε ένταση με την αντίστοιχη του NIII 4634, 40, 41. Το προφίλ των γραμμών H συνήθως έχουν ένα σαφές χαρακτήρα P-Cygni σε αυτόν τον τύπο αστέρων. Η μελέτη σε μεγάλη ανάλυση υποδεικνύει ότι αυτός ο τύπος φάσματος ίσως οφείλεται σε ένα διπλό σύστημα περιβαλλόμενο από αέριο. Είναι γνωστό ότι υπάρχει ασθενής εκπομπή του blend CIII 4647, 50, 51 σε έναν αριθμό αστέρων τύπου Of, αλλά αυτοί οι αστέρες δεν θεωρούνται ότι ανήκουν στην ομάδα Of?p, επειδή δεν παρουσιάζουν μια σύνθετη δομή εκπομπής-απορρόφησης στις γραμμές του H.

Το βασικό χαρακτηριστικό που κάνει τους Onfp αστέρες να ξεχωρίζουν είναι μια μικτή δομή εκπομπής και απορρόφησης στη γραμμή H $\beta$  4861. Η όψη του προφίλ στα 63 A / nm μπορεί να περιγραφεί είτε σαν γραμμή απορρόφησης με πτέρυγες εκπομπής, είτε ως ένα σχετικά πλατύ χαρακτηριστικό εκπομπής υπερτεθειμένο πάνω σε μια γραμμή απορρόφησης. Υπάρχει μια διακύμανση στα προφίλ από έντονη απορρόφηση με πολύ ασθενείς πτέρυγες εκπομπής (HD14434, HD192281), ως και έντονη εκπομπή διαχωριζόμενη από ένα ασθενές χαρακτηριστικό απορρόφησης, όπως στον λ Κηφέα. Αυτό το πλατύ χαρακτηριστικό εκπομπής εμφανίζεται να είναι όμοιο με εκείνα που κατέγραψε ο Wilson (1955, 1957, 1958) και επιβεβαιώθηκαν από τον Underhill (1958). Η εκπομπή μεγάλου εύρους μπορεί να ερμηνευθεί ότι προέρχεται από μια εκτεταμένη οπτικά αραιή ατμόσφαιρα, διαστελλόμενη ή περιστρεφόμενη, που περιβάλλει τον αστέρα. Ο Walborn παρατήρησε ότι η ομοιόμορφη παρουσία πεπλατυσμένων γραμμών απορρόφησης στην Onfp κατηγορία φασμάτων υποδεικνύει την ύπαρξη ταχείας περιστροφής. Το  $n$  χαρακτηριστικό ή το  $f$  ή και τα δύο μπορούν να είναι μέσα σε παρένθεση σε αυτήν την ομάδα φασματικών τύπων.

Ο Walborn (1971) πρόσεξε το γεγονός ότι σε μερικούς αστέρες της OB ομάδας, οι γραμμές απορρόφησης του NIII ή του NII είναι ενισχυμένες σε ένταση σε σχέση με εκείνες των κανονικών αστέρων του αντίστοιχου φασματικού τύπου, ενώ οι γραμμές του C ή του O μπορεί να είναι ασθενέστερες. Δήλωσε τους τύπους αυτών των αστέρων με ON ή BN, ανάλογα με το αν ο αστέρας είναι τύπου O ή B. Εισήγαγε επίσης τους συμβολισμούς "OC" και "BC" για να υποδείξει φάσματα στα οποία οι γραμμές του NIII ή του NII είναι ασθενείς συγκρινόμενες με εκείνες των κανονικών φασμάτων του ισοδύναμου φασματικού τύπου, καθώς και όταν οι γραμμές απορρόφησης του CIII ή του CII είναι ενισχυμένες σε μερικούς υπεργίγαντες τύπου B. Ο Walborn (1976) έχει καταρτίσει λίστα με είκοσι γνωστούς OBN και OBC αστέρες. Σε αυτή τη λίστα πραγματεύεται τη βάση για την ταξινόμηση και την πιθανή προέλευση των παρατηρούμενων ανωμαλιών. Έφτιαξε, επίσης, μια λίστα με αστέρες που σχετίζονται με την OBN / OBC ομάδα. Στη λίστα αυτή υπάρχουν κανονικοί αστέρες και είκοσιένα αστέρες με μέτριες ανωμαλίες CNO. Οι υπολογισμοί των Dufton και Hibbert (1981), έδειξαν ότι οι κύριες γραμμές NII, συμπεριλαμβανομένης και της γραμμή στα 3995 Å, μπορούν να ενισχυθούν σημαντικά από φαινόμενα στατιστικής ισορροπίας (μη τοπική θερμοδυναμική ισορροπία) στην ατμόσφαιρα.

Η ερμηνεία των διαφορών που δηλώθηκαν από τον Walborn στις σχετικές εντάσεις διαφόρων γραμμών στα φάσματα τύπου O και B δεν είναι ξεκάθαρη. Πολλές από τις γραμμές που χρησιμοποιεί ο Walborn ως κριτήρια για την ταξινόμηση των φασματικών τύπων επηρεάζονται από φαινόμενα μη τοπικής θερμοδυναμικής ισορροπίας ή από εκπομπή κάποιου επιλεκτικού είδους. Είναι επιθυμητό λοιπόν να προσέχουμε όταν ερμηνεύουμε τους φασματικούς τύπους και τις τάξεις λαμπρότητας του Walborn απλώς και μόνο από την άποψη της ενεργού θερμοκρασίας και της βαρύτητας στην αστρική ατμόσφαιρα και καθώς καταλήγουμε στο συμπέρασμα ότι μη φυσιολογική ένταση σε γραμμή ισοδυναμεί με μη φυσιολογική αφθονία.

**ΠΙΝΑΚΑΣ Ι**

<b>ΚΡΙΤΗΡΙΟ</b>	<b>ΕΙΔΟΣ ΤΑΞΙΝΟΜΗΣΗΣ ΓΙΑ ΤΟ ΟΠΟΙΟ ΧΡΗΣΙΜΟΠΟΙΟΥΝΤΑΙ</b>	<b>ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΙΣ</b>
<b>ΤΥΠΟΙ : B2.5-B1.5</b>		
Εμφάνιση HeI 4009	Τάξη λαμπρότητας	Διαχέεται στην τάξη V
HeI 4009 / HeI 4026	Φασματικός τύπος	Μέγιστο στο B2
HeI 4121/ HeI 4144	Τάξη λαμπρότητας	
Si II 4128,30/ HeI 4121	Φασματικός τύπος	Καθορίζει τον B2
Si III 4552/ HeI 4387	Τάξη λαμπρότητας	
CIII 4647/ HeI 4713	Φασματικός τύπος	Συμβάλλει στο ξεκαθάρισμα ασάφειας που υπάρχει μεταξύ των B1V και B2III και καθορίζει τον B1.5 Να χρησιμοποιείται με προσοχή
<b>Τύποι : B1-O9</b>		
HeI 4009 / HeI 4026	Φασματικός τύπος	
Si IV4089/ H <sub>δ</sub> ή HeI 4121	Φασματικός τύπος και τάξη λαμπρότητας	
Si IV4116/ HeI 4121	Φασματικός τύπος και τάξη λαμπρότητας	Γενικώς συγχωνευμένες σε χαμηλή ανάλυση (MK)
HeII 4200 / HeI 4144	Φασματικός τύπος	Καθορίζει τους O9-O9.5
HeII 4541 / HeI 4471	Φασματικός τύπος	Καθορίζει τους O9-O9.5
HeII 4541 / HeI 4387	Τάξη λαμπρότητας	Σημαντικό στους O8
Si III4552/	Φασματικός τύπος	Καθορίζει τον O9.7

HeII 4541		
Si III4552/ HeI 4387	Τάξη λαμπρότητας	
Si III4552/ Si IV4089	Φασματικός τύπος	
HeII 4686 / HeI 4713	Τάξη λαμπρότητας	Αρνητικό φαινόμενο λαμπρότητας
<b>Τύποι : O8.5- O.3</b>		
HeII 4200 / HeI,II 4026	Φασματικός τύπος	Είναι ίσος με τη μονάδα στους O6
HeI 4471	Φασματικός τύπος	Σχεδόν μη ορατός στους O4, μη ορατός στους O3
HeII 4541 / HeI 4471	Φασματικός τύπος	Είναι ίσος με τη μονάδα στους O7
<b>Τύποι : O8.5- O.7</b>		
Of `Si IV πολύ έντονες	Τάξη λαμπρότητας Ia	HD 151804, O8 Ia f
Η γραμμή απορρόφησης HeII 4686 πολύ ασθενής ή εξουδετερωμένη. Οι γραμμές Si IV είναι έντονες	Τάξη λαμπρότητας Ib	HD 225160, O8Ib(f)
HeII 4686 σε απορρόφηση. Οι του Si IV έντονες, HeII 4541/ HeI 4387 μεγαλύτερος από ότι στους V.	Τάξη λαμπρότητας III	Ξ Per, O7.5 III ((f)) λ Ori, O8 III ((f))
HeII 4686 σε πολύ έντονη απορρόφηση	Τάξη λαμπρότητας V	15 Mon, O7 V((f)) HD 46149, O8.5 V
<b>Τύποι : O6-O4</b>		
Of και Of <sup>+</sup>	Τάξη λαμπρότητας I	HD 15570, O4 If <sup>+</sup>
Η γραμμή απορρόφησης	Τάξη λαμπρότητας III	HD 15558, O5 III (f)

HeII 4686 ασθενής ή εξουδετερωμένη		
Η γραμμή απορρόφησης HeII 4686 έντονη	Τάξη λαμπρότητας V	HD46223, O4 V (f) HD46150, O5 V (f)

### ΠΙΝΑΚΑΣ II

ΦΑΣΜΑΤΙΚΟΣ ΤΥΠΟΣ	ΝΑΝΟΙ	ΓΙΓΑΝΤΕΣ	ΥΠΕΡΓΙΓΑΝΤΕΣ
B3	η Aur V, η Uma V	HD 21483 III	ο <sup>2</sup> Cma Ia, κ Cru Ia
B2.5	HD 214432 V	π <sup>2</sup> Cyg III	3Gem Ib, 55 Cyg Ia, HD 92964 Ia
B2	HD 42401 V	γ Ori III, HD 141318 II	9CEP Ib, x <sup>2</sup> Ori Ia
B1.5	HD 154445 V	12 Lac III, HD 96159 II	HD 190603 Ia <sup>+</sup>
B1	ω <sup>1</sup> Sco V	σ Sco III, -57°3506A II	Z Per Ib, HD 86606 Ib, HD 13854 IaB, HD 148688 Ia
B0.7	HD 201795 V	ε Per III	HD 190919 Ib, HD 109867 Ib, κ Cas Ia†, HD 152235 Ia
B0.5	HD 36960	1 Cas III	κ Ori Ia, HD 152234 Ia
B0.2	τ Sco V	HD 6675 III, HD 108639 III	
B0	Υ Ori V	HD 48434 III, HD 150041 III	ε Ori Ia, HD 91969 Ia
O9.7		HD 10125 II	ζ Ori Ib, HD 152147 Ib, M Nor IaB,

			HD 152003 lab, HD 195592 Ia
O9.5	AE Aur V, HD 93027 V	HD 189957 III	19 Cep Ib, $\alpha$ Cam Ia
OC9.5			HD 152249 lab†
O9	10 Lac V, HD 93028 V	$\iota$ Ori III	HD 210809 lab, HD 149404 Ia
O8		$\lambda$ Ori III ((f))	HD 225160 Ib (f), HD 151804 Ia f
O7.5		$\xi$ Per III(n)((f))	
O7	15 Mon V ((f)), HD 91824 V ((f))	HD 93222 III ((f))	
O6.5	HD 165052 V(n)((f))	HD 190864 III(f)	HD 69464 Ib(f)
O6	HD 101190 V ((f))		$\lambda$ Cep I(n) fp
O5	HD 46150 V((f)), HD 93204 V((f))	HD 15558III((f)),	
O4	HD 46223 V((f)), HD 96715 V((f))		HD 190429A If <sup>+</sup>
O3	HDE 303308V((f))		VI Cyg No. 7 If <sup>*</sup> HD 93129A If <sup>*</sup>

† Nitrogen deficient star

## Αναθεώρηση χρησιμοποιώντας φάσματα μέτριας ανάλυσης

Ο Conti και οι συνεργάτες του έχουν μελετήσει τα φάσματα τύπου O από φασματογραφήματα μέτριας ανάλυσης και ο Conti έχει αναπτύξει μια μελέτη ταξινόμησης βασισμένη στα ισοδύναμα πλάτη των γραμμών HeI 4471 και HeII 4541, μετρημένα σε φάσματα που πάρθηκαν με ανάλυση 16 Å / mm. Τα κριτήριά του δίνονται στον πίνακα III. Η μετρούμενη μεταβλητή είναι :

$$\log_{10}W' = \log_{10}W (4471) - \log_{10}W (4541)$$

όπου  $W$  είναι το ισοδύναμο εύρος της υποδεικνυόμενης γραμμής, καθοριζόμενο από φάσματα με ανάλυση φωτός 16 Å / mm. Οι πιο πρόσφατοι φασματικοί τύποι που αποδόθηκαν από τον Conti για 150 αστέρες, αναφέρονται από τους Conti και Leep (1974) και από τους Conti και Frost (1977). Δεκαοχτώ από τους αστέρες, που είναι καταχωρημένοι στη λίστα των τελευταίων είναι μερικές φορές καταταγμένοι σε διαφορετικούς τύπους στις λίστες των Conti και Leep και των Conti και Burnichon (1975).

**ΠΙΝΑΚΑΣ III**

<b>ΦΑΣΜΑΤΙΚΟΣ ΤΥΠΟΣ</b>	<b>ΠΕΔΙΟ ΤΙΜΩΝ ΤΟΥ <math>\log_{10}W'</math></b>
O9.5	<sup>3</sup> + 0,45
O9	+ 0,44 ως +0,30
O8.5	+ 0,29 ως +0,20
O8	+ 0,19 ως +0,10
O7.5	+ 0,09 ως +0,00
O7	- 0,01 ως -0,10
O6.5	- 0,11 ως -0,20
O6	- 0,21 ως -0,30
O5.5	- 0,31 ως -0,45
O5	- 0,46 ως -0,60
O4	< - 0,60
O3	Απουσία της HeI 4471

Οι φασματικοί τύποι του Conti σχετίζονται επαρκώς με εκείνους του Walborn. Ο Conti υιοθέτησε τη σύμβαση του Walborn σχετικά με αστέρες που παρουσίαζαν αφύσικα έντονες γραμμές NIII ή CIII (δηλαδή τέτοια φάσματα τα χαρακτήρισε ως ON ή OC αντίστοιχα). Υιοθέτησε επίσης τη σύμβαση του Walborn για τη σχέση του συμβολισμού ((f)), για να υποδηλώσει αστέρες με

εκπομπή στο blend NIII 4634, 40, 41 και απορρόφηση HeII 4686. Το ίδιο έκανε και με τον συμβολισμό (f) για να υποδηλώσει αστέρες με εκπομπή στο blend NIII 4634, 40, 41, αλλά είτε με ασθενή απορρόφηση HeII 4686, είτε εντελώς εξουδετερωμένη, όπως και με τον συμβολισμό f, για αστέρες που παρουσίαζαν στα φάσματά τους εκπομπή τόσο στο blend NIII 4634, 40, 41, όσο και στη γραμμή HeII 4686. Δεν υιοθέτησε πάντως τη σύμβαση του Walborn για τη χρήση του χαρακτήρα "n" που καθορίζει τις διαφορές στα φαινόμενα πλάτη των γραμμών απορρόφησης.

Ο Conti προσδιόρισε τάξεις λαμπρότητας V, III, I για τους περισσότερους αστέρες φασματικού τύπου O7, καθώς και για μεταγενέστερους φασματικούς τύπους, με κυρίαρχο κριτήριο την τιμή του λόγου (Si IV 4089) / (HeI 4143). Δεν δημοσίευσε κάποια ποσοτική σχέση μεταξύ της τιμής αυτού του λόγου και της αντίστοιχης τάξης λαμπρότητας ή του οπτικού απόλυτου μεγέθους. Μια ανάλυση των μετρήσεων του Conti, για την ένταση των γραμμών HeII 4686 στους αστέρες τύπου O και των απολύτων οπτικών μεγεθών αυτών, όπως καθορίζονται από τις ιδιότητες των μελών των ανοικτών σμηνών και το συσχετισμό των δύο αυτών παραμέτρων, υποδεικνύει την ύπαρξη σχέσης μεταξύ της έντασης της HeII 4686 και της λαμπρότητας (Conti και Leep, 1974). Παρομοίως οι περισσότεροι λαμπροί αστέρες τύπου O παρουσιάζουν το χαρακτήρα f. Ο Conti δεν επιχειρεί να προσδιορίσει τάξεις λαμπρότητας για αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου από τον O7. Υπάρχει μια περιοχή με εύρος μόνο 2 μεγεθών μέσα στην οποία παίρνει τιμές το απόλυτο μέγεθος αυτών των αστέρων.

Ο Conti διατηρεί τη χρήση του γράμματος "p", για αστέρες των οποίων το φάσμα δε μπορεί να ερμηνευθεί με τη θεώρηση κανονικών ή διαστελλόμενων κελυφών. Δεν ακολουθεί λοιπόν, τον Walborn στην απόδοση του γράμματος "p", για τον προσδιορισμό φασμάτων που περιέχουν γραμμές με τυπικό προφίλ P-Cygni. Υιοθέτησε μια ειδική σύμβαση σχετικά με τη χρήση του γράμματος "e" το οποίο δεν είχε χρησιμοποιηθεί από τον Walborn. Ο Conti και ο Leep (1974), έχουν καθορίσει τους Oe αστέρες ως εκείνους που παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής H (τουλάχιστον H $\alpha$ ), αλλά δεν παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής NIII ή άλλες γραμμές. Ο τύπος Oe απομονώνει μια μικρή ομάδα αστέρων, που σχετίζονται με τα Be αστέρια. Ο χαρακτηρισμός O(e) χρησιμοποιείται όταν τα φαινόμενα δεν είναι έντονα. Τα Oe και τα O(e) αστέρια έχουν γραμμές απορρόφησης οι οποίες είναι πλατιές και υποδηλώνουν την ύπαρξη μεγάλων περιστροφικών ταχυτήτων

(συχνά υπάρχει ένα κεντρικό βύθισμα απορρόφησης πάνω στη γραμμή εκπομπής). Αυτά τα φάσματα είναι όμοια με τα φάσματα Be, με τη διαφορά ότι παρουσιάζουν απορρόφηση στην H $\epsilon$  4541 (η τάξη λαμπρότητας όλων είναι V ή III). Ο χαρακτηρισμός Oef χρησιμοποιείται όταν οι αστέρες παρουσιάζουν μια δομή εκπομπής του H $\epsilon$  4686, που είναι όμοια με εκείνη των γραμμών H για τους Oe αστέρες, ενώ έχουν ακόμα και εκπομπή του blend NIII 4634, 40, 41. Οι αστέρες Oef και O(e $f$ ) είναι όλοι προγενέστερου φασματικού τύπου και ο μεταγενέστερος τύπος αυτής της κατηγορίας είναι O6.5. Οι Oe αστέρες είναι γενικά μεταγενέστεροι O τύποι. Ο Oef τύπος του Conti είναι περίπου ισοδύναμος με τον Onfr τύπο του Walborn.

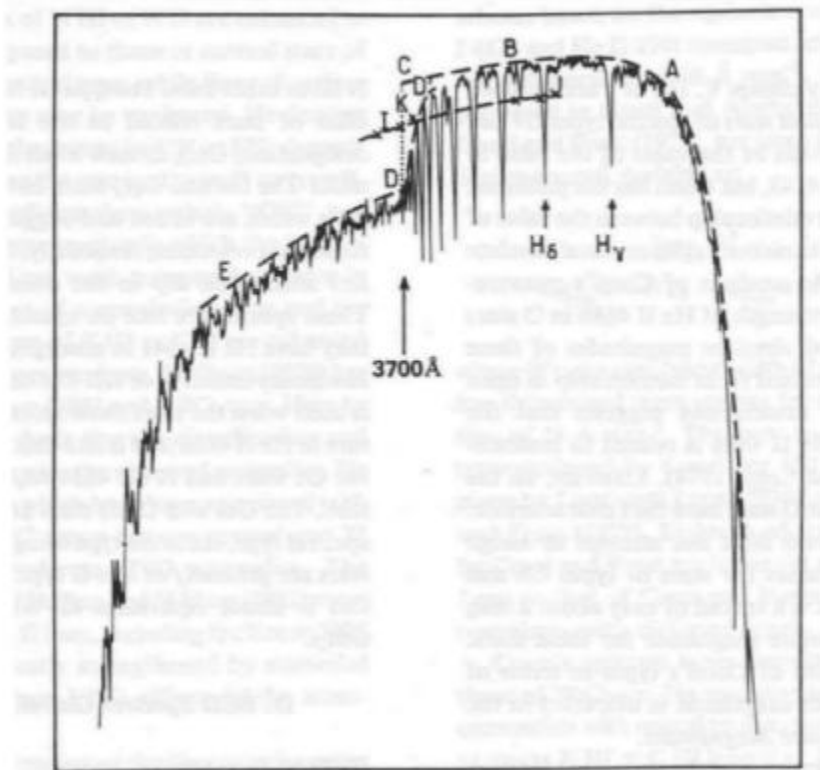
### **Φασματική ταξινόμηση BCD**

Αυτή η ποσοτική διάταξη φασματικής ταξινόμησης, για τους αστέρες φασματικού τύπου O, B, A και F εγκαινιάστηκε από τους Chalonge και Barbier (1941) και αναπτύχθηκε από τους Chalonge και Divan (1952, 1973). Η ταξινόμηση αυτή βασίζεται στο συνεχές φάσμα και οι παράμετροι που χρησιμοποιεί είναι :

1. Το μέγεθος της ασυνέχειας του Balmer D (όπου  $D = \log F_R - \log F_V$  και  $F_R$ ,  $F_V$  αντιστοίχως οι ροές από την πλευρά των μεγάλων και των μικρών μηκών κύματος της ασυνέχειας του Balmer) και
2. Το ενεργό μήκος κύματος  $\lambda_1$  της ασυνέχειας του Balmer, όπως παρατηρείται σε πρισματικά φάσματα χαμηλής διασποράς, που χρησιμοποιήθηκαν από τους Chalonge και Divan (220Å / mm στην H $\gamma$ ).

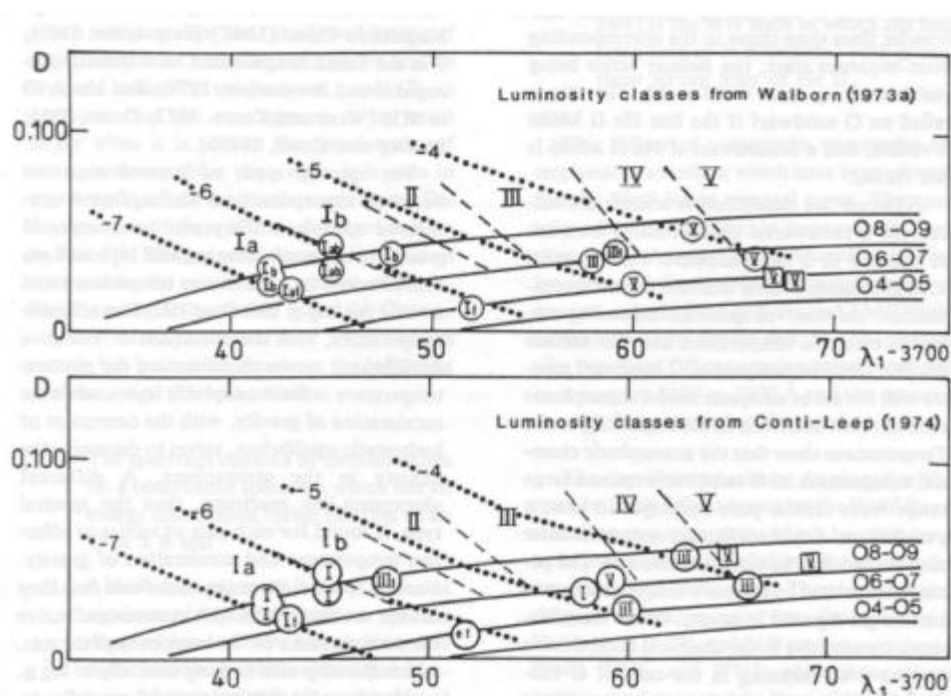
Η ακτινοβολία των περισσότερων αστερών τύπου O απορροφάται λίγο ή πολύ από τη μεσοαστρική ύλη αλλά η μέτρηση του  $\lambda_1$  και του εύρους της ασυνέχειας Balmer, όπως γίνεται στο σύστημα BCD, δεν διαταράσσεται από την παρουσία μεσοαστρικής απορρόφησης. Το γεγονός πως αυτές οι παράμετροι χαρακτηρίζουν τις φυσικές συνθήκες του H στη φωτόσφαιρα σημαίνει ότι είναι σχετικά ανεπηρέαστες από τις χημικές ανωμαλίες ή την παρουσία χαμηλής πυκνότητας περιαστρικού υλικού και έτσι σχετίζονται με παραμέτρους του μοντέλου, όπως η ενεργός θερμοκρασία και η βαρύτητα. Η ασυνέχεια Balmer στα μοντέλα ατμοσφαιρών που φτιάχνονται, για αστέρες τύπου O, όπως και αυτή (ασυνέχεια Balmer) που παρουσιάζεται στους πραγματικούς αστέρες, εξαρτάται κυρίως

από την ενεργό θερμοκρασία. Το μήκος κύματος  $\lambda_1$  είναι πολύ ευαίσθητο στη βαρύτητα μέσω της επίδρασης του φαινομένου Stark στις πτέρυγες των γραμμών Balmer. Είναι εύκολο να παρατηρηθεί από το σχήμα 1 ότι το  $\lambda_1$  αυξάνει όταν οι πτέρυγες των γραμμών Balmer γίνονται πλατύτερες.



**Σχήμα 1.** Η θέση της ασυνέχειας Balmer καθορίζεται από την παράμετρο  $\lambda_1$ . Οι γραμμές με παύλες AB και DE είναι οι περιοχές συνεχούς Paschen και Balmer αντίστοιχα και DD' είναι μια λεία καμπύλη που ενώνει τα σημεία μεγάλης πυκνότητας μεταξύ των γραμμών Balmer. Η καμπύλη IJ παράγεται από τα συνεχή τμήματα των Paschen και Balmer με το να αφαιρέσουμε D/2 από τις εντάσεις, που αντιστοιχούν στην καμπύλη, και προσθέτοντας D/2 σε αυτές που αντιστοιχούν στην καμπύλη DE, όπου D είναι η τιμή της ασυνέχειας Balmer που αποκτάται μέσω φασματογραφικών μετρήσεων. Η παράμετρος  $\lambda_1$  είναι το μήκος κύματος που αντιστοιχεί στο σημείο K, όπου οι καμπύλες DD' και IJ τέμνονται. Στην περίπτωση των O αστέρων το  $\lambda_1$  αυξάνει από περίπου 3740 Å για τους γίγαντες ως περίπου 3770 Å για τα αστέρια της κύριας ακολουθίας.

Η αστρική περιστροφή και τα χρωμοσφαιρικά φαινόμενα επηρεάζουν κυρίως το κέντρο των γραμμών Balmer και δεν έχουν σχεδόν καμία επίδραση στην τιμή του  $\lambda_1$  (το οποίο συνεπώς είναι καθαρή φωτοσφαιρική παράμετρος). Το σύστημα ταξινόμησης BCD και οι ταξινομήσεις που βασίζονται πάνω στο γραμμικό φάσμα σχετίζονται πολύ καλά και οι παράμετροι D και  $\lambda_1$  έχουν διαβαθμιστεί σύμφωνα με τους φασματικούς τύπους και τις τάξεις λαμπρότητας του συστήματος MK. Για τους αστέρες τύπου O το σύμβολο D χρησιμοποιείται για την ταξινόμηση σε φασματικούς τύπους, αν και εξαρτάται επίσης από την τάξη λαμπρότητας (Σχήμα 2). Η τιμή του  $\lambda_1$  είναι ένα καλό κριτήριο για την τάξη λαμπρότητας. Οι παράμετροι D και  $\lambda_1$  έχουν επίσης διαβαθμιστεί με τέτοιο τρόπο, που να μπορούμε να προσδιορίσουμε απόλυτα μεγέθη (σχήμα 2).



**Σχήμα 2.** Η διάταξη της BCD ταξινόμησης για αστέρες τύπου O, από τους Chalonge και Divan. Τα όρια των φασματικών τύπων του MK συστήματος και οι περιοχές των τάξεων λαμπρότητας καθορίζονται από τις διακεκομμένες και τις συνεχείς γραμμές. Οι καμπύλες ίσων απολύτων μεγεθών στο  $\lambda_1 D$  επίπεδο για τους O αστέρες (Chalonge και Divan 1973) δίδονται από τις γραμμές με τις κουκκίδες. Η έννοια των τετραγώνων και των κύκλων εξηγείται στο κείμενο.

Το γεγονός ότι για τους αστέρες τύπου O το εύρος της ασυνέχειας Balmer είναι μικρό, όπως και το ότι έχουμε πολύ μεγαλύτερη αβεβαιότητα στο  $\lambda_1$  (απ' ότι στην περίπτωση αστέρων τύπου B και A), καθιστά την ταξινόμηση των O αστέρων κάπως δύσκολη με τη μέθοδο των BCD. Παρόλα αυτά η χρήση νέων λεπτόκοκκων φωτογραφικών πλακών βελτιώνει σημαντικά την ακρίβεια στο  $\lambda_1$ , σε σχέση με την ακρίβεια που αρχικά ήταν δυνατόν να έχουμε, και επιτρέπει μια ασφαλή ταξινόμηση για τους αστέρες O στο σύστημα BCD. Στο σχήμα 2 τα όρια των φασματικών τύπων και των περιοχών τάξης λαμπρότητας από το MK, και οι καμπύλες ίσου απολύτου μεγέθους στο επίπεδο  $\lambda_1D$  κατασκευάστηκαν από τους Chalonge και Divan (1973). Οι θέσεις των κύκλων και των τετραγώνων, αντιστοιχούν σε νέες τιμές των  $\lambda_1$  και D που βρέθηκαν για 16 αστέρες τύπου O, οι οποίοι είχαν ήδη ταξινομηθεί (διαφορετικά) από τον Walborn (1973) και από τους Conti και Leer (1974). Οι τάξεις λαμπρότητας, που εγγράφονται μέσα στους κύκλους ή τα τετράγωνα, είναι από τον Walborn στο επάνω διάγραμμα και από τους Conti και Leer στο κάτω διάγραμμα. Δώδεκα αστέρες (αυτοί που παριστάνονται με κύκλους) είναι κοινοί και στα δύο διαγράμματα. Οι αστέρες που παριστάνονται με τετράγωνα ήταν ταξινομημένοι μόνο από τον Walborn ή μόνο από τους Conti και Leer. Αυτά τα διαγράμματα δείχνουν ότι οι  $\lambda_1D$  τάξεις λαμπρότητας συμφωνούν πολύ καλά με τις τάξεις που αποδόθηκαν στους O αστέρες από τα γραμμικά φάσματά τους. Η συμφωνία είναι ιδιαίτερα καλή με τις τάξεις λαμπρότητας του Walborn. Όλα τα διαγράμματα ταξινόμησης, που περιγράφηκαν σ' αυτές τις πρώτες παραγράφους, εφαρμόζονται για τους καλούμενους κανονικούς O αστέρες.

## Ταξινόμηση των O υπονάνων

Οι O και B υπονόνοι, αν και ανακαλύφθηκαν στατιστικώς ως μια ομάδα αστέρων χαμηλής φωτεινότητας σε έρευνες ίδιας κίνησης, καθορίζονται τώρα από φασματοσκοπικά χαρακτηριστικά τα οποία μας δίνουν τη δυνατότητα της αναγνώρισης του O ή B χαρακτήρα σε διακεκριμένους αστέρες. Οι O και B υπονόνοι παρουσιάζουν μια θερμή κατανομή ενέργειας και γραμμές πιο πεπλατυσμένες από εκείνες που έχουν οι αντίστοιχοι αστέρες της κύριας ακολουθίας, ενώ η σειρά Balmer είναι ορατή μόνο πάνω από τη στοιβάδα  $n = 10$  ή  $12$ . Ο αστέρας καλείται O υπονόμος αν η γραμμή HeII 4686 είναι ορατή, ενώ B υπονόμος όταν η HeII 4686 δεν είναι ορατή.

Ωστόσο δεν είναι διαθέσιμη καμία διάταξη ταξινόμησης για τους O υπονόμους. Οι κανονικοί O αστέρες μπορούν να ταξινομηθούν με μια διάταξη ταξινόμησης δύο παραμέτρων εξ' αιτίας της ομοιόμορφης χημικής τους σύστασης. Το παρατηρούμενο φάσμα τους εξαρτάται μόνο από την ενεργό θερμοκρασία και την επιφανειακή βαρύτητα. Λεπτομερειακές αναλύσεις των φασμάτων των O υπονάνων, με τη βοήθεια κατάλληλων ατμοσφαιρικών μοντέλων, δείχνουν ότι η χημική σύσταση της ατμόσφαιρας στους O υπονόμους καλύπτει ένα πολύ μεγάλο πεδίο από καθαρό H ως σχεδόν καθαρό He. Οποιοδήποτε σύστημα ταξινόμησης γι' αυτούς τους αστέρες θα έπρεπε να είναι τρισδιάστατο. Οι παράμετροι που σχετίζονται με την ενεργό θερμοκρασία ή την επιφανειακή βαρύτητα και που χρησιμοποιούνται για την ταξινόμηση των κανονικών O αστέρων, είναι ευαίσθητες στη χημική σύσταση και χάνουν την αξία τους στην περίπτωση των O υπονάνων. Αυτή την εποχή οι ατμοσφαιρικές παράμετροι για έναν O υπονόμο μπορούν να παραχθούν μόνο από πλήρη ανάλυση του φάσματος. Ακόμη και η σημασία της υιοθετημένης διάκρισης σε O και B υπονόμους δεν είναι ξεκάθαρη. Η παρουσία ή απουσία της γραμμής HeII 4686 εξαρτάται από τη χημική σύσταση και τη βαρύτητα, καθώς επίσης και από την ενεργό θερμοκρασία (παράδειγμα : Kudritzki και Simon 1978).

## Ταξινομήσεις στην υπεριώδη περιοχή

Στη διάθεση μας είναι πλέον ένας μεγάλος αριθμός από υπεριώδη φάσματα, γεγονός που συνδυάζεται με τη χρήση των δορυφόρων. Έχουμε τη δυνατότητα επομένως να εξετάσουμε τα κριτήρια στο υπεριώδες που χρειάζονται για τη φασματική ταξινόμηση. Μπορούμε επίσης να προχωρήσουμε περαιτέρω και να ερευνήσουμε το πώς θα ήταν η φασματική ταξινόμηση, αν το υπεριώδες ήταν η μόνη γνωστή φασματική περιοχή σ' εμάς. Δεν αναμένεται μια πλήρης ομοιότητα μεταξύ των ταξινομήσεων που έγιναν στις περιοχές του ορατού και του υπεριώδους, επειδή 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 περισσότερων στοιχείων βρίσκονται μέσα στη φασματική περιοχή του υπεριώδους, άρα είναι πιθανό να είναι περισσότερο ευαίσθητες στις ανωμαλίες της χημικής σύστασης του αστέρα. Οι γραμμές που παρατηρούνται στην ορατή περιοχή σχηματίζονται γενικά στη φωτόσφαιρα. Οι έντονες γραμμές στο υπεριώδες προέρχονται από τα εξωτερικά στρώματα του αστεριού πέρα από τη φωτόσφαιρα και οι φασματικές ταξινομήσεις μπορούν ως εκ τούτου να δίνουν πληροφορίες για μη φωτοσφαιρικά φαινόμενα που αγνοούνται από τις ταξινομήσεις στο ορατό. Στην παρούσα κατάσταση της θεωρίας, ωστόσο, τα μη φωτοσφαιρικά φαινόμενα δεν συνδέονται με τις βασικές παραμέτρους της φωτόσφαιρας και οι πιο σημαντικές ιδιότητες του αστέρα, όπως η φωτεινότητα η μάζα και η ακτίνα, αναπαριστώνται καλύτερα στις φασματικές ταξινομήσεις που γίνονται στην ορατή περιοχή του φάσματος από γραμμές που έχουν την προέλευσή τους στη φωτόσφαιρα. Πρέπει να παρατηρήσουμε επίσης ότι τα υπεριώδη φάσματα είναι γενικά γεμάτα με συγχωνευμένες αστρικές και μεσοαστρικές γραμμές με τέτοιο τρόπο, που τα φάσματα ταξινόμησης θα έπρεπε να έχουν μια ανάλυση εφάμιλλη με (ή καλύτερα από) αυτήν του MK συστήματος. Τα υπεριώδη φάσματα που χρησιμοποιήθηκαν για ταξινόμηση είχαν διακριτική ικανότητα  $\lambda / \Delta\lambda$  (Πίνακας IV), πολύ μικρότερη από αυτήν της περίπτωσης του MK συστήματος για το οποίο έχουμε  $\lambda / \Delta\lambda \sim 2000$ .

Μια άλλη δυσκολία, για την υπεριώδη φασματική ταξινόμηση, είναι η επί του παρόντος έλλειψη των διαθέσιμων ατομικών δεδομένων, με αποτέλεσμα το ποσοστό των άγνωστης ταυτότητας γραμμών να είναι περίπου 50%. Εντούτοις έχουν γίνει διάφορες

προσπάθειες για ταξινόμηση αστέρων με κριτήριο το υπεριώδες. Θα περιγράψουμε σύντομα κάποιες από αυτές που αφορούν μεταξύ άλλων θερμούς αστέρες.

Σε χαμηλή ανάλυση η φασματική περιοχή που ξεκινά από το 1900 Å προς τα μεγαλύτερα μήκη κύματος, λίγο ή πολύ, δεν παρουσιάζει τίποτε το ιδιαίτερο για τους αστέρες τύπου O, ή παρουσιάζει χαρακτηριστικά των οποίων η προέλευση έχει και αστρική και μεσοαστρική συμπεριφορά. Αντιστρόφως στη φασματική περιοχή από 1150 ως 1900 Å, παρατηρούνται κάποια χαρακτηριστικά αστρικά γνωρίσματα, που είναι γενικά κάποιο blend διαφόρων γραμμών.

**ΠΙΝΑΚΑΣ IV**

<b>Πείραμα</b>	<b>λ / Δλ</b>	<b>λ / Δλ</b>	<b>Παραπομπές</b>
	<b>Στα 1500 Å</b>	<b>Στα 2500 Å</b>	
ΟΑΟ-2	125	115	Underhill et al.(1972) Panek and Savage (1976)
TD1 + S 2 / 68	40	70	Cucchiaro et al. (1976)
TD1 + S 59		1400	de Jager et al. (1975) Lamers et al. (1979)
Skylab S- 019	~500	~900	Henize et al. (1975) Henize et al. (1981)
IUE low disperation	250	400	Classification Program under way Heck et al. (1984) <i>IUE Spectral Atlas</i> , Wu et al. (1983)
IUE high disperation	7500	12500	Walborn et al. (1985)

Για σκοπούς ταξινόμησης χρησιμοποιήθηκαν φάσματα από τον S 59, τα οποία καλύπτουν τις περιοχές μηκών κύματος από 2060 ως 2160 Å, από 2490 ως 2590 Å και από 2770 ως 2870 με μέση φασματική ανάλυση 1,8 Å. Από τα φάσματα αυτά προέκυψε το μέσο υπεριώδες φάσμα των αστέρων προγενέστερου τύπου που έχει εξετασθεί. Έχουν επιλεγεί τρία χαρακτηριστικά: ένα χαρακτηριστικό απορρόφησης κοντά στα 2078 Å αποδιδόμενο κύρια στο FeIII, ένα χαρακτηριστικό απορρόφησης κοντά στα 2549 Å, το οποίο κυρίως οφείλεται στον Fe II, και οι τέσσερις γραμμές του Mg II περί τα 2800 Å. Αντί να μετρούμε τα ισοδύναμα πλάτη,

έχουμε καθορίσει τρεις λόγους σχετικούς με τις ροές που παρατηρούμε σε μια στενή ζώνη περί το μήκος κύματος της γραμμής και σε κάποια γειτονική περιοχή στην οποία εκτείνεται το ψευδοσυνεχές <FeII>, <FeIII> και <MgII>. Τα αποτελέσματα για 138 αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου, συμπεριλαμβανομένων εννιά αστέρων φασματικού τύπου O συν τον  $\gamma^2$  Vel (WC8+O), που παρατηρήθηκαν με ένα καλό λόγο σήματος προς θόρυβο, μας οδηγούν στο συμπέρασμα ότι οι προαναφερθείσες παράμετροι δεν είναι αποτελεσματικές για τους αστέρες φασματικού τύπου O. Ο λόγος <FeII> είναι πολύ ευαίσθητος στη φωτεινότητα για αστέρες μεταγενέστερους του B2, ο <FeIII> είναι μια ευαίσθητη παράμετρος στη φωτεινότητα, για αστέρες τύπου από B2 ως B5, ενώ ο λόγος <FeIII> / <FeII> είναι ένας πολύ ευαίσθητος δείκτης της θερμοκρασίας για αστέρες μεταγενέστερου τύπου του B2. Ο MgII επιπλέον, που παρουσιάζει μεγάλη σχέση με την  $T_{\text{eff}}$ , για αστέρες τύπου B3 και μεταγενέστερους, επηρεάζεται σε μεγάλο βαθμό από μεσοαστρικές συνιστώσες, που δεν μπορούν να αγνοηθούν για αστέρες θερμότερους από τους B5.

Από τις πληροφορίες, που περιέχονται στις ανιχνεύσεις του TDI-S2/68 (1350 – 2250 Å), οι Cucchiaro et al. (1976, 1977, 1978a, 1978b) έχουν ερευνήσει το ενδεχόμενο της παροχής φασματικών τύπων στο MK σύστημα. Η μελέτη τους εκτείνεται από αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου (B), ως αστέρες μεταγενέστερου τύπου. Βασικά δεν αφορά τους αστέρες φασματικού τύπου O, αλλά θα μπορούσε να εφαρμοστεί σε αυτούς. Για τους αστέρες προγενέστερου φασματικού τύπου (B), οι Cucchiaro et al. χρησιμοποιούν το λόγο:

$r_1 / r_2 = (F_{\lambda \sim 1410}) / (F_{\lambda \sim 1550})$  ως δείκτη της θερμοκρασίας και το λόγο  $r_1 / r_2 = (F_{\lambda \sim 1620}) / (F_{\lambda \sim 1550})$  ως δείκτη της φωτεινότητας. Το χαρακτηριστικό στα 1410 Å είναι του ζεύγους γραμμών του Si IV, το στοιχείο που παρατηρείται στα 1550 Å είναι το blend του ζευγαριού των γραμμών του CIV με τις γραμμές του Fe III και του Si II και το χαρακτηριστικό στα 1620 Å είναι το blend του Fe II και του Fe III.

Οι Panek και Savage (1976) προσδιόρισαν την ταυτότητα των κυριότερων συνεισφορών στην ένταση των χαρακτηριστικών που παρουσιάζονται στα φάσματα των αστέρων φασματικού τύπου O και B (Πίνακας V). Αυτό έγινε χρησιμοποιώντας τα μικρού μήκους κύματος φάσματα του OAO-2. Έκαναν επίσης μια εκτεταμένη ανάλυση της συμπεριφοράς των ζευγών συντονισμού του CIV στα 1548, 1550 Å και του SiIV στα μήκη 1393, 1402 Å, οι

οποίες είναι γενικά πολύ έντονες στους θερμούς φωτεινούς αστέρες. Αυτοί παρουσιάζουν επίσης

**ΠΙΝΑΚΑΣ V**

<b>λ (Å)</b>	<b>Κύριοι συνεισφέροντες</b>	<b>Σχόλια</b>
1175	CIII (1175-1176, UV4)	Μέγιστη ένταση περί του B1, δεν είναι ευαίσθητο στη φωτεινότητα.
1215	HI (1216, La) Si III (1207, UV2) NV (1239-1243, UV)	Για αστέρες θερμότερους του B2, το χαρακτηριστικό αυτό δημιουργείται λόγω της μεσοαστρικής απορρόφησης. Για ψυχρότερους αστέρες, η αστρική γραμμή κυριαρχεί.
1300	SiIII (1295-1303, UV4)  Si II ( 1304-1309, UV3)	Η SiIII κυριαρχεί στα προγενέστερου τύπου B αστέρια. Η SiII κυριαρχεί στα μεταγενέστερου τύπου B αστέρια. Το χαρακτηριστικό αυτό αυξάνει σε ένταση, καθώς προχωράμε σε ψυχρότερους φασματικούς τύπους και αυξάνει ελαφρώς σε ένταση με την αύξηση της φωτεινότητας.
1400	SiIV (1394-1403, UV1)	Μέγιστη ένταση περί του B1. Πολύ ευαίσθητη στη φωτεινότητα. Παρατηρούνται P-Cygni προφίλ για πολύ λαμπρούς O αστέρες.

1550	CIV (1548-1551, UV1)	Η μέγιστη ένταση συμβαίνει σε αστέρες προγενέστερους του O9. πολύ ευαίσθητη στη φωτεινότητα, P-Cygni προφίλ για τους πολύ λαμπρούς αστέρες O.
1600-1640	FeIII (1601-1611, UV 118) Al III (1600-1612) NII (1627-1630) HeII (1640, UV 12) και αγνώστου ταυτότητας γραμμές στα 1621, 1632	Η ένταση αυτού του πλατιού blend γραμμών είναι σχετικά μη ευαίσθητη στο φασματικό τύπο, αλλά είναι ευαίσθητη στη φωτεινότητα.
1720	NIV (1719, UV 7) CII (1720-1722, UV 14.02) Al II (1719-1725, UV 6)	Η ένταση αυτού του χαρακτηριστικού είναι σχετικά μη ευαίσθητη στο φασματικό τύπο, αλλά είναι ευαίσθητη στη φωτεινότητα (Underhill et al. 1972).

P Cygni προφίλ, τα οποία εντοπίζονται μόνο στις πιο ακραίες περιπτώσεις στη χαμηλή ανάλυση του OAO-2. Στους νάνους η απόλυτη ένταση των blend του CIV και του SiIV σχετίζεται καλά με το 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 συνάγουμε μια συστηματική συμπεριφορά του CIV. Το χαρακτηριστικό του SiIV αυξάνεται ομαλά σε ένταση, από μη μετρήσιμο περί το B3, μέχρι σε κάποιο μέγιστο κοντά στο B1 και μετά μειώνεται με την αύξηση της θερμοκρασίας για τους αστέρες φασματικού τύπου O. Το ισοδύναμο πλάτος των γραμμών του CIV και SiIV αυξάνεται κατά ένα συντελεστή 2 ή 3, καθώς προχωράμε από τους νάνους στους υπεργίγαντες για κάποιο δεδομένο φασματικό τύπο (σχήμα 3).

Αυτές οι γενικές μεταβολές στις εντάσεις των γραμμών συντονισμού του CIV και του SiIV έχουν επίσης αναγνωριστεί από τους Henize et al. (1975), χρησιμοποιώντας δεδομένα παραγόμενα από το πείραμα του Skylab S-019. Ένα σύστημα ταξινόμησης βασιζόμενο στα φάσματα 133 αστέρων από ολόκληρη την O-B2 περιοχή έχει παρουσιαστεί από τους Henize et al. (1981). Αυτοί βρήκαν την ίδια ποιοτική συμπεριφορά των εντάσεων απορρόφησης των γραμμών του SiIV και του CIV σε σχέση με τη θερμοκρασία και τη φωτεινότητα, όπως αυτή που παρατηρήθηκε από τους Panek και Savage (1976). Οι Henize et al. , επίσης παρατήρησαν την εμφάνιση P-Cygni προφίλ στους πιο θερμούς και πιο λαμπρούς αστέρες. Δείχνουν ότι η εκπομπή του CIV συμβαίνει όταν ο τύπος είναι προγενέστερος από O7-O8 για νάνους, O9-O9.5, για γίγαντες και B1-B2 για υπεργίγαντες. Στην πραγματικότητα η μεταβολή στην εκπομπή του CIV λαμβάνει χώρα σε κάποια δεδομένη ένταση απορρόφησης του CIV-5 στην κλίμακά τους (σχήμα 4). Η εκπομπή του SiIV περιορίζεται σε υπεργίγαντες φασματικού τύπου O4-B0. Το σχήμα 5 δείχνει ότι οι αστέρες φασματικού τύπου O που δεν παρουσιάζουν απορρόφηση στο SiIV πρέπει να ταξινομούνται σαν αστέρες φασματικού τύπου OV με ασθενή ως μέτρια απορρόφηση στο SiIV (και καθόλου εκπομπή), είναι τάξης λαμπρότητας III και αστέρες με έντονη απορρόφηση στο SiIV συγχρόνως με εκπομπή είναι ξεκάθαρα υπεργίγαντες. Τελικά οι συγγραφείς προτείνουν τη χρήση του διαγράμματος του CIV συναρτήσει του  $\log(\text{SiIV} / \text{CIV})$ , ως πρωταρχικό εργαλείο για την ταξινόμηση (σχήμα 6). Για τη βελτίωση αυτής της ταξινόμησης μπορούν τότε να χρησιμοποιηθούν επιπρόσθετα κριτήρια (όπως η παρουσία εκπομπής CIV ή SiIV).

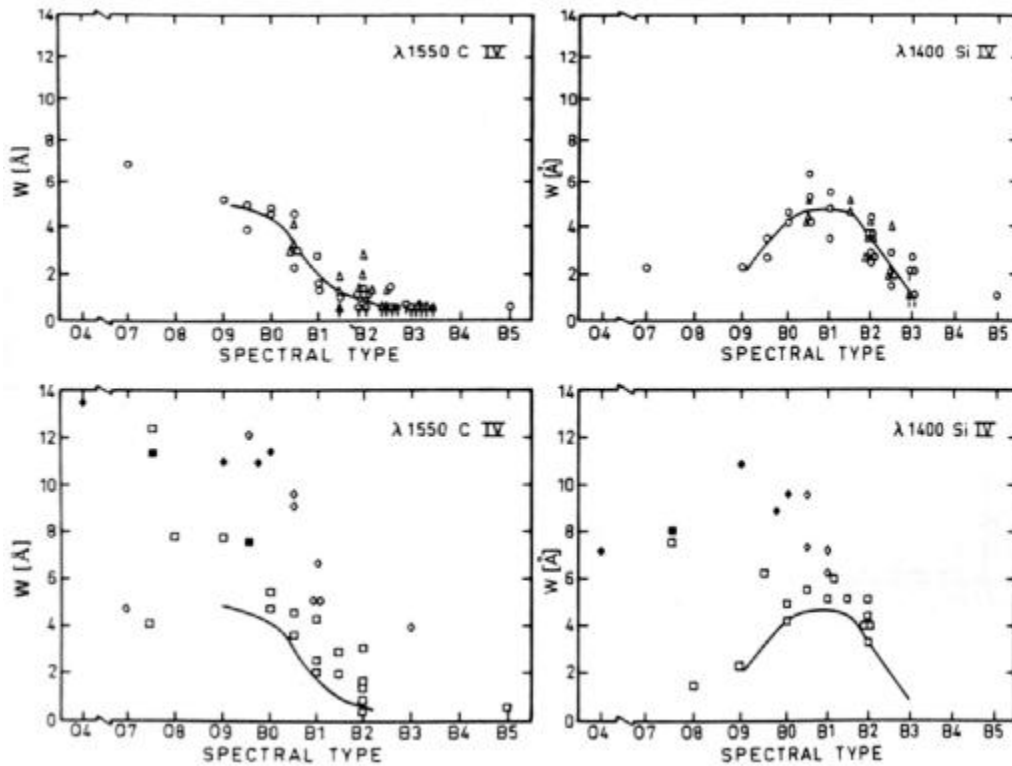
Το διάγραμμα του CIV συναρτήσει του  $\log(\text{SiIV} / \text{CIV})$ , για δεδομένα του ΟΑΟ-2, είναι όμοιο με το [σχήμα 6](#), παρά τη μεγάλη διαφορά στη φασματική ανάλυση μεταξύ των δύο ομάδων δεδομένων. Αυτό δείχνει τη χρησιμότητα των κριτηρίων ταξινόμησης που χρησιμοποιήθηκαν. Ωστόσο, η ακριβής σχέση συγκεκριμένων περιοχών του διαγράμματος του CIV συναρτήσει του  $\log(\text{SiIV} / \text{CIV})$  και των MK τάξεων λαμπρότητας, πρέπει να αναμένεται να ποικίλλει συναρτήσει της ανάλυσης των διαθέσιμων φασμάτων. Η παρουσία ή απουσία εκπομπής εξαρτάται ακόμη κυρίως από την ανάλυση.

Σύμφωνα με την πείρα των Henize et al., τα μικρού διασκορπισμού φάσματα του δορυφόρου IUE ταιριάζουν με την S-O19 βαθμολόγηση πολύ καλά.

Ο σκοπός όλων των προσπαθειών ταξινόμησης, που περιγράφηκαν πιο πάνω, είναι η όσο το δυνατό καλύτερη αναπαραγωγή της ταξινόμησης MK. Μια άλλη δυνατότητα είναι να αγνοήσουμε την οπτική φασματική περιοχή και να προσπαθήσουμε να εφαρμόσουμε ένα σύστημα ταξινόμησης στο υπεριώδες από το μηδέν. Μια πρώτη προσπάθεια σε αυτήν την κατεύθυνση έγινε από τον Cucchiaro (1982), χρησιμοποιώντας υλικό προμηθευμένο από το πείραμα S2 / 68. Το υπόβαθρο MK είναι ακόμη πολύ έντονο σε αυτήν την εργασία και ο αριθμός των φασμάτων (περίπου 1900) είναι πάρα πολύ μικρός για να εγκαθιδρύσει ένα πραγματικά ανεξάρτητο σύστημα ταξινόμησης στο υπεριώδες. Βγήκαν όμως μερικά γενικά συμπεράσματα τα οποία πραγματεύονται στις εργασίες: Jaschek και Jaschek (1982). Το πρώτο σημείο είναι ότι τα υπεριώδη φάσματα μπορούν να χωριστούν σε δύο ομάδες- στα κανονικά φάσματα και στα ανώμαλα- όπως και στην ορατή περιοχή. Η ομάδα με τα κανονικά υπεριώδη φάσματα και αυτή με τα κανονικά οπτικά, έχουν τους περισσότερους από τους αστέρες τους κοινούς αλλά όχι όλους ([σχήμα 7](#)). Ένα άλλο σημείο είναι ότι υπάρχει ένα μεγαλύτερο ποσοστό ανώμαλων φασμάτων στο υπεριώδες απ' ότι στην οπτική φασματική περιοχή, αν και η υπεριώδης διακριτική ικανότητα είναι πολύ μικρότερη από την αντίστοιχη οπτική. Με μια καλύτερη ανάλυση στο υπεριώδες, μπορεί μόνο να αυξηθεί το ποσοστό των ανώμαλων αστερών.

Μια πραγματικά ανεξάρτητη υπεριώδης φασματική ταξινόμηση μπορεί να βασιστεί μόνο στην εξέταση πολλών χιλιάδων φασμάτων, που να έχουν μια ανάλυση συγκρίσιμη με αυτή των φασμάτων του συστήματος MK. Οι παρατηρήσεις του IUE έχουν παράγει αυτές τις χιλιάδες των φασμάτων. Ύστερα από το εργαστήριο στην αστρική ταξινόμηση UV, που κρατήθηκε τον

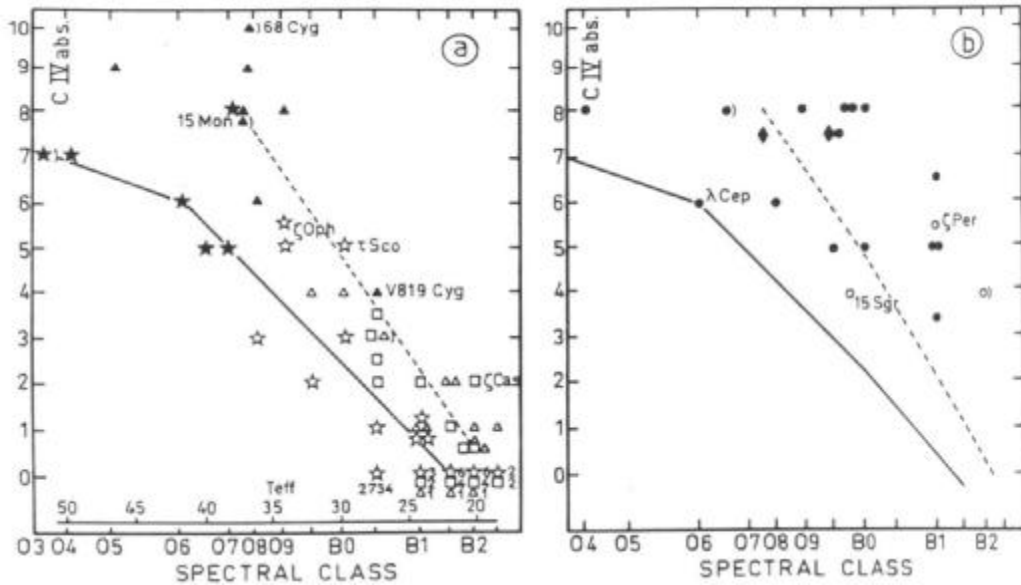
Οκτώβριο του 1981 στον VILSPA (σταθμό παρακολούθησης στο δορυφόρο ΙΥΕ της ΕSΑ) δημιουργήθηκε μια ομάδα εργασίας, της οποίας κύριος σκοπός είναι να προμηθεύσει στο εγγύς μέλλον ακολουθίες από βαθμολογημένα φάσματα μικρού-διασκορπισμού, καλύπτοντας όλους τους φασματικούς τύπους. Μια αστρική ταξινόμηση στο υπεριώδες περιγράφεται από τους Heck et al. (1984), η οποία είναι βασισμένη σε αυτά τα δεδομένα. Η διακριτική ικανότητα των φασμάτων χαμηλού διασκεδασμού του ΙΥΕ παρέχουν μια σημαντική βελτίωση στα δεδομένα του S2 / 68, αλλά παραμένει ακόμη μικρότερη από τη διακριτική ικανότητα των φασμάτων ΜΚ. Ο Baschek πρότεινε (1982) να χρησιμοποιηθούν τα φάσματα υψηλής ανάλυσης του ΙΥΕ για αστρική ταξινόμηση στο υπεριώδες.



**Σχήμα 3.** Η σχέση μεταξύ του ισοδύναμου πλάτους των χαρακτηριστικών απορρόφησης του CIV (1550 Å) και του SiIV (1400 Å) και του αστρικού φασματικού τύπου (εφαρμοσμένη από τους Panek και Savage, 1976). Οι μετρούμενες τιμές για κανονικούς αστέρες αποτυπώνονται ξεχωριστά (οι Be και Oe αστέρες, οι Bp αστέρες, αστέρες με γνωστή μεταβλητότητα στις εντάσεις των υπερικτών γραμμών και γνωστοί β Κηφέας μεταβλητοί αστέρες δεν έχουν αποτυπωθεί στο σχήμα μας). Τα διαφορετικού σχήματος σύμβολα παριστάνουν διαφορετικές τάξεις λαμπρότητας κατά τον εξής τρόπο :

- : τάξη λαμπρότητας V
- △ : τάξη λαμπρότητας IV
- : τάξη λαμπρότητας III ή II
- ◇ : τάξη λαμπρότητας I

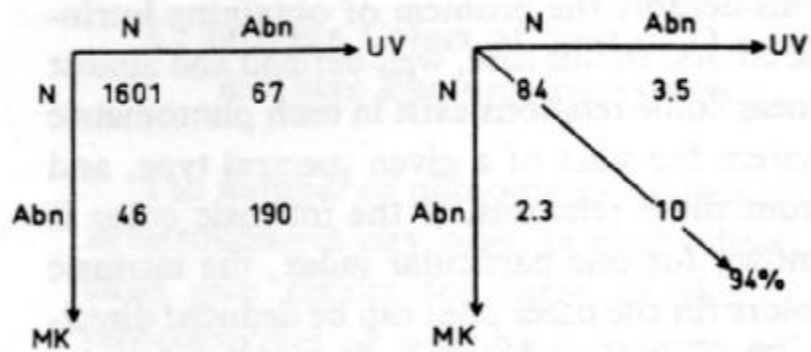
Τα τόξα πάνω στα σημεία των δεδομένων σημειώνουν τα ανώτερα όρια. Τιμές που αντιστοιχούν σε γραμμές εκπομπής στην OAO-2 ανάλυση συμβολίζονται με συμπαγή σύμβολα.



**Σχήμα 4.** a) Η σχέση μεταξύ της έντασης απορρόφησης του CIV και του φασματικού τύπου για τάξεις λαμπρότητας III-V (☆ - τάξη λαμπρότητας V, □ - τάξη λαμπρότητας IV και △ - τάξη λαμπρότητας III). Τα γεμάτα σύμβολα καθορίζουν αστέρες με εκπομπή στον CIV. Η παρένθεση συμβολίζει δεδομένα προερχόμενα από τα IUE φάσματα. Η συνεχής γραμμή είναι η εκτιμώμενη μέση γραμμή για αστέρες τάξης V, η διακεκομμένη είναι η εκτιμώμενη μέση γραμμή για αστέρες τάξης III. Η κλίμακα των φασματικών τάξεων έχει μεταποιηθεί για να παραχθεί μια γραμμική κλίμακα της ενεργού θερμοκρασίας. Αυτή η κλίμακα σημειώνεται ακριβώς πάνω από το κατώτερο άκρο. Για μηδενική ένταση απορρόφησης του CIV στο φασματικό τύπο B1 και μεταγενέστερους, ο αριθμός που έπεται του συμβόλου λαμπρότητας, υποδεικνύει τον αριθμό αυτών των αστέρων που υπερτίθενται σε αυτό το σημείο. b) Η σχέση μεταξύ της έντασης απορρόφησης του CIV και του φασματικού τύπου, για τάξεις λαμπρότητας I και II (◇ - τάξη λαμπρότητας II και ○ - τάξη λαμπρότητας I). Τα συμπαγή σύμβολα και οι παρενθέσεις έχουν την ίδια σημασία, όπως και στο (a). Οι μέσες γραμμές για αστέρες τάξης V και III έχουν μεταφερθεί από το (a) (από Henize et al., 1981).







Σχήμα7. Αριθμός και παρουσία νορμάλ και ανόμαλων αστερών στην UV και MK ταξινόμηση από δείγμα 1904 αστερών. (Από Jaschek και Jaschek, 1982)

## Απώλεια μάζας στους αστέρες φασματικού τύπου O

Το γεγονός ότι αρκετοί αστέρες τύπου O χάνουν μάζα μέσω αστρικού ανέμου έχει αναφερθεί από τότε που οι πρώτες πτήσεις ανακάλυψαν το P-Cygni προφίλ στους φωτεινούς υπεργίγαντες του αστερισμού του Ορίωνα με συνιστώσα ταχύτητας, εξαγόμενη μέσω απορρόφησης, μετατοπισμένη περισσότερο από την ταχύτητα αστρικής διαφυγής (Morton, 1967). Παρόλα αυτά, η έλευση της U.V. φασματοσκοπίας εδραίωσε ότι όλοι οι αστέρες ειδικά φασματικού τύπου O, έχουν απώλεια μάζας. Ο δορυφόρος Copernicus οδήγησε στην πρώτη ποσοτική μέτρηση της απώλειας μάζας, ενώ μεταγενέστερες παρατηρήσεις με τον δορυφόρο IUE επέκτειναν τα αποτελέσματα αυτά. Στο άλλο άκρο του φάσματος χρησιμοποιήθηκαν ραδιοπαρατηρήσεις, για ανεξάρτητες καθοριστικές παρατηρήσεις, για απώλειες μάζας από τους πιο λαμπρούς αστέρες φασματικού τύπου O. Κάτι αντίστοιχο έχει γίνει για κάποιες απώλειες μάζας και για το μοντέλο της Ηα. Οι παρατηρήσεις στο υπέρυθρο, παρότι δίδουν σημαντικές πληροφορίες για την ταχύτητα του ανέμου, δεν έδωσαν σημαντικά αποτελέσματα για απώλειες μάζας. Εφόσον κάθε μέθοδος εξαρτάται σε κάποιο βαθμό από ένα μοντέλο, ένα σημαντικό τεστ για την επιβεβαίωση της υπόθεσης είναι η σύγκριση του ρυθμού απώλειας, για το ίδιο αστέρι, με διαφορετικές μεθόδους.

Πρόσφατες συγκρίσεις για τον ρυθμό απώλεια μάζας, που προέκυψαν από διαφορετικές μεθόδους, δεν συμφωνούν πάντα πολύ καλά και έτσι οδηγούν στην υπόθεση ότι η θεωρία για τους αστρικούς ανέμους ήταν ανεπαρκής ή προβληματική σε αυτές τις μεθόδους. Οι Abbott et al. (1981) για παράδειγμα, βρήκαν ότι ο ρυθμός ράδιο-απώλειας μάζας δεν συμφωνούσε με τους υπολογισμούς για την Ηα. Όταν όμως έγινε γνωστό ότι μερικοί αστέρες φασματικού τύπου O ήταν μη θερμικές ραδιοπηγές, εξηγήθηκαν οι ασυμφωνίες ανάμεσα στον ρυθμό απώλειας μάζας στα ραδιοκύματα και στην Ηα. Το πρόβλημα αυτό υπήρχε, για παράδειγμα, και στους ρυθμούς απώλειας στη ραδιοπεριοχή και στο υπεριώδες στον αστέρα 9 Sgr, που αργότερα αναγνωρίσθηκε ως μη θερμική πηγή.

Προς το παρόν, είναι γνωστές οι τιμές για απώλειες μάζας για περίπου 60 γαλαξιακούς αστέρες φασματικού τύπου OB. Οι ρυθμοί για κάποιους από τους αστέρες προέκυψαν από πολλαπλές μεθόδους, κάτι που επιτρέπει τη σύγκριση. Ο Πίνακας VI παρουσιάζει τις παραμέτρους των αστέρων με τους ρυθμούς

απώλειας μάζας, τελικές ταχύτητες και άλλες παραμέτρους του ανέμου. Οι φασματικοί τύποι (στήλη 2) είναι από τον Walborn (1972, 1982c), όπου είναι δυνατόν να τους έχουμε. Στην περίπτωση μελών συμπλεγμάτων, τα βολομετρικά μεγέθη προκύπτουν απ' τα απόλυτα ορατά μεγέθη, βασισμένα στην απόσταση του συμπλέγματος (από Humphreys 1978). Το 'f', που ακολουθεί το βολομετρικό μέγεθος, υποδηλώνει έναν αστέρα πεδίου, όπου το απόλυτο μέγεθος βασίζεται στον φασματικό τύπο. Πρέπει να σημειωθεί, ότι δεν έχουμε απαραίτητα τις ίδιες θερμοκρασίες και φωτεινότητες, που χρησιμοποιήθηκαν στην αυθεντική παραγωγή των διαφόρων ρυθμών απώλειας μάζας. Γενικά, επειδή οι θερμοκρασίες εδώ είναι μικρότερες, κυρίως για τα θερμότερα αστέρια, οι βολομετρικές διορθώσεις είναι μικρότερες, επίσης. Στις περισσότερες περιπτώσεις αυτή η αλλαγή δεν έχει δραστηριότητα επίδραση στην τιμή του παραγόμενου ρυθμού απώλειας. Οι στήλες 5,6 και 7 περιλαμβάνουν παραμέτρους του αστρικού ανέμου. Η στήλη 5 δίνει την τελική ταχύτητα του ανέμου, όπως αυτή παράγεται από την U.V. γραμμή για προφίλ P-Cygni, όπως παρατηρήθηκαν από τον IUE ή τον Copernicus. Μερικά αστέρια με υπολογισμένες τελικές ταχύτητες ή άλλες παραμέτρους του ανέμου, αλλά όχι ρυθμούς απώλειας μάζας, περιλαμβάνονται για να δώσουν μια έμφαση της διασποράς των τελικών ταχυτήτων (εξαγόμενες από τη μπλε πτέρυγα).

Η στήλη 6 παρουσιάζει το T, μια παράμετρο που προκύπτει από τους Castor και Lamers (1979), που είναι ένα μέτρο της πυκνότητας στήλης του ανέμου. Σε αυτήν την περίπτωση αναφέρεται στην ένταση της γραμμής συντονισμού του CIV 1548,1552 Å. Γενικά, τιμή T=20 υποδηλώνει ότι η γραμμή είναι πλήρως κορεσμένη. Η στήλη 7 κατατάσσει βάσει της έντασης των ευαίσθητων στη φωτεινότητα γραμμών του Si IV 1393, 1402 Å (από Walborn και Panek, 1984a). Το A 3 αναφέρεται σε P-Cygni προφίλ και το α 0 σε φωτοσφαιρική γραμμή στη σημειογραφία. Οι στήλες 8,9 και 10 δίνουν τους ρυθμούς απώλειας μάζας σε λογαριθμικές μονάδες των αστρικών μαζών ανά χρόνο, από ποικίλες πηγές. Η στήλη 8 περιλαμβάνει προσδιορισμούς στο U.V.. Αν δίνονται δύο τιμές, η πάνω είναι είτε από Olson και Castor (1981), Garmany et al. (1981), είτε Garmany και Conti (1984), ενώ η κάτω είναι από Gathier et al. (1981). Η στήλη 9 δίνει ρυθμούς απώλειας στη ραδιοπεριοχή, ενώ η 10 στην Ηα. Αυτοί οι ρυθμοί περιέχουν μόνο αρχικές πηγές (δεν περιλαμβάνουν μεταγενέστερες συλλογές, που προσάρμοσαν τους ρυθμούς απώλειας μάζας, βασισμένες σε αυτούς τους ρυθμούς). Θα πρέπει να υπάρξει προσοχή στη σύγκριση μεθόδων, που χρησιμοποιούν

μόνο αρχικές πηγές, αλλιώς κάποιος μπορεί να πέσει στην παγίδα να συγκρίνει την απώλεια μάζας με τον εαυτό της.

Πίνακας VI

Star	Spectral Type	$-M_{bol}$	Temp.	$V_{\infty}/10^3$	T C IV	Walborn Si IV	UV	log M Radio	Other
93205	O3 V	9.7	48.0	2.85					
93129A	O3 If	10.5	43.0	3.8					
93250	O3 V((f))	10.6	48.0	3.50	5	0	-5.9		
303308	O3 V((f))	9.6	48.0	3.40	$\geq 20$	0	-5.6		
46223	O4 V((f))	9.4	45.0	3.10	$\geq 20$	0	-5.6		
9 Sgr = 164794	O4 V((f))	10.2	45.0	3.50	$\geq 20$	0	-5.3 (-5.5)	N.T.	
242908	O4 V(n)	9.4	45.0	3.2	8	0	-6.1		
$\zeta$ Pup, 66811	O4f	9.8	41.0	2.68			-5.45 -5.53	-5.42	-5.24
Cyg OB2 #7	O3f	10.0	43.0	(3.8)				-4.72	
HD 15570	O4f	10.5	41.0	2.7				-5.00	
15629	O5 V((f))	9.4	43.0	3.20	$\geq 20$	0	-5.6		
46150	O5 V((f))	9.1	43.0	3.20	8	0	-6.1		
93204	O5 V((f))	8.8	43.0	3.20	$\geq 20$	0	-5.7		
15558	O5 III(f)	10.2	41.0	3.0		0			
14434	O5 V	8.6	43.0	2.2	$> 20$	0	$> -6.2$		
Cyg OB2 #9	O5f	10.9	39.0	(2.65)				-4.72	
101190	O6 V((f))	9.4	41.0	3.10	8	0-1	-6.0		
101298	O6 V((f))	9.0	41.0	3.00	$\geq 20$	1	-5.8		
-59°2600	O6 V((f))	8.9	41.0	3.30	10	1	-6.0		
152233	O6(f)	9.8	39.0	3.20	$\geq 20$	1	-5.4		
$\lambda$ Cep, 210839	O6ef	9.7	36.5	2.50	$\geq 20$	3	-5.4		
Cyg OB2 #5	O6f + O7f	(1.8)						-4.55	
12993	O6.5 V	8.1	40.0	2.5	4	0	-6.6		
42088	O6.5 V	8.2	40.0	2.60	4	0	-6.9		
54662	O6.5 V	9.1	40.0	2.50	3	0	-6.7		
101436	O6.5 V	9.1	40.0	3.10	$\geq 20$	0-1	-5.9		
206267	O6.5 V((f))	9.2	40.0	3.10					
0163758	O6.5 Ia(f)	9.9f	35.5	2.6				-5.2	

Star	Spectral Type	$-M_{bol}$	Temp.	$V_{\infty} / 10^3$	$T$ C IV	Waiborn Si IV	UV	$\log M$ Radio	Other
199579	O6 V((f))							-5.9	
152723	O6.5 III(f)	9.3	38.0	3.64	6	1	-6.1		
190864	O6.5 III(f)	9.1	38.0	2.95	$\geq 20$	1	-5.7		
-59°2803	O7 V((f))	8.3	39.0	2.4:	1		-7.2		
36879	O7 V(n)			1.5:		pec, var			
15 Mon, 47839	O7 V((f))	8.4	39.0	2.2:		0	-6.82 -6.27		$\leq -6.22$
48099	O7 V	8.9	39.0	3.50	6	0	-6.2		
152623	O7 V(n)((f))	9.6	39.0	3.25	4	1-0	-6.3		
93222	O7 III((f))	8.4	37.0	2.80	10	0-1	-6.3		
167659	O7 II(f)	9.3	34.5	2.60	$\geq 20$	1	-5.5		
151515	O7 II(f)	9.1	34.5	2.70	$> 20$	2	$\geq -5.8$		
152248	O7 I	9.9	34.5	3.08	$\geq 20$	3			SB2
35619	O7 V	9.2	39.0	2.32	3		-7.3		
68 Cyg, 203064	O7.5 III(n)((f))	8.8	35.0	2.70					
152590	O7.5 V	8.0	37.5	2.0	3	0	-7.4		SB
53975	O7.5 V	8.3	37.5	2.0		0			
$\zeta$ Per, 24912	O7.5 III((f))n	8.4	35.0	2.5		2	-5.80		
9 Sge, 188001	O7.5 Iaf	10.1f	33.0	2.3			-5.2		
14633	O8 V	8.0f	36.5	2.4:		0			
46966	O8 V	8.2	36.5	2.3		0			
48279	O8 V	8.0f	36.5	2.3:		0			
101413	O8 V	8.1	36.5	2.85	3	0	-8.9		
$\lambda$ Ori A, 36861	O8 III((f))	8.4	34.0	2.30		1	-6.70	-6.10	$\leq -6.22$
175754	O8 II((f))	8.8f	32.0	2.30		3			
46056	O8 V(e)	7.6	36.5	1.80	2		-7.6		
151804	O8 II	10.3	32.0	2.0	$> 20$	3	-5.1	-5.03	
152408	O8 II	10.0	32.0	1.8	$> 20$	3	-5.0	-4.74	
46149	O8.5 V	8.1	35.0	1.70	2	0	-7.7		
193322	O8 V:((n))	7.5f	34.0	1.8:					
$\tau$ CMa, 57061	O9 II	9.9	29.5	2.3			-5.99		

Star	Spectral Type	$-M_{bol}$	Temp.	$V_{\infty}/10^3$	$T$ C IV	Walborn Si IV	UV	$\log \dot{M}$ Radio	Other
10 Lac, 214680	O9 V	7.6	34.0			0	-6.59		
57682	O9 IV	7.4f	34.0			0			
$\delta$ Ori, 37043	O9 III	8.9	32.0	2.7:		1	-6.52 -5.94		<-6.05
152246	O9 III	8.6	32.0	2.3	6		-6.9		
210809	O9 Iab	9.1	29.5	2.1					
207198	O9 Ib-II	8.4	2.95	2.3					
AE Aur	O9.5 V			0.8:		0			
$\mu$ Col, 38666	O9.5 V	6.5	33.0	1.2:		0	-8.22 <sup>4</sup> -7.17		
$\delta$ Ori A, 36486	O9.5 II	9.3	28.0	2.3		2	-6.30 -6.19	-6.03	
$\xi$ Ori A, 37742	O9.7 Ib	9.7	28.0	2.2		3	-6.30 -5.80	-5.64	-5.64
47432	O9.7 Ib	8.7f	28.0	2.2		3			
152314	O9.5 III	7.8	30.5	2.62	$\geq 20$	3	$\geq -5.0$		
152424	O9.5 I	9.8	28.0	2.24	$\geq 20$	3	-6.1		
152247	O9.5 II	9.5	28.0	2.6	$\geq 20$		-6.1		
13745	O9.5 II	8.0	28.0	2.4	$\geq 20$	2	-6.1		
$\alpha$ Cam, 30614	O9.5 Ia	8.7	28.0	1.75			-5.29		-5.45
218915	O9.5 Iab	8.7f	28.0	2.4					
154368	O9.5 Iab	8.7f	28.0	2.3					
188209	O9.5 Iab	8.7f	28.0	2.1					
152249	O9.5 Iab	9.0	28.0	2.2			-6.2		
209975	O9.5 Ib	8.4	28.0	2.3					
14947	O5f	8.7	39.0	2.7	$\geq 20$		-5.4		
166734	O7.5f+O9 I	9.5	33.0	2.6				-4.68	
149757	O9.5 V						-6.48		

## Υπολογισμοί απώλειας μάζας στο υπεριώδες

Με την έλευση της αστρονομίας UV, έγινε φανερό ότι όλοι οι Ο αστέρες επιδεικνύουν απώλεια μάζας. Το προφίλ P-Cygni, που παρατηρήθηκε σε λίγες μόνο περιπτώσεις στο ορατό μέρος του φάσματος, έχει εμφανιστεί σχεδόν σε κάθε αστέρα, που παρατηρήθηκε ως τώρα. Το σχήμα και η ένταση του προφίλ P-Cygni προσδιορίζεται από τον ρυθμό απώλειας μάζας και από το νόμο των ταχυτήτων και ιονισμού του υλικού, ως συνάρτηση της ακτίνας. Η ένταση της μετατοπισμένης προς το μπλε συνιστώσας απορρόφησης του προφίλ, είναι ένα μέτρο της πυκνότητας στήλης του ιόντος και δεν είναι πολύ εξαρτημένη από το νόμο των ταχυτήτων. Ο λόγος της συνιστώσας εκπομπής προς τη συνιστώσα απορρόφησης εξαρτάται από το σχήμα του νόμου των ταχυτήτων, γιατί οι γραμμές συντονισμού στο U.V. είναι γραμμές με μεγάλη διάχυση («scattering» lines). Έτσι ο λόγος αυτός εξαρτάται απ' την απόσταση από το υλικό που προκαλεί την απορρόφηση από τον αστέρα. Οι ρυθμοί απώλειας μάζας μπορούν να υπολογισθούν από τα προφίλ P-Cygni, γιατί οι ρυθμοί αυτοί εξαρτώνται από την πυκνότητα στήλης του ιόντος, το κλάσμα ιονισμού και την αφθονία, καθώς και από ατομικές παραμέτρους. Οι άλλες απαιτούμενες παράμετροι περιέχουν την τελική ταχύτητα του ανέμου, που μετράται απευθείας από τη μπλε πτέρυγα στο προφίλ P-Cygni της απορρόφησης και την αστρική ακτίνα, που βρίσκεται από τη φωτεινότητα του αστέρα.

Οι Conti και Lamers (1979), αναφέρθηκαν στην εύρεση των ρυθμών απώλειας μάζας από την εξίσωση συνέχειας :

$$(dm / dt) = 4\pi R^2 \cdot (dx / dt) \delta_{gas} \quad (1)$$

και το οπτικό βάθος μιας γραμμής σε ένα διαστελλόμενο κέλυφος :

$$\tau(r) = (\pi e^2 / mc) g \lambda n_i (dr / dv) \quad (2)$$

Το δύσκολο έργο του ακριβή προσδιορισμού των ρυθμών απώλειας μάζας έχει απλοποιηθεί σημαντικά από μια σειρά μοντέλων προφίλ γραμμών, που παραμετροποιήθηκαν από τους Castor και Lamers (1979) και από επιπλέον τροποποιήσεις απ' τους Olson (1982), που περιέχουν διπλά προφίλ. Οι αρχικές πηγές των ρυθμών απώλειας μάζας, προσδιορισμένες μέσω fitting στο προφίλ συντονισμού P-Cygni στο UV, προέρχονται από τους Gaither et al. (1981), Olson και Castor (1981), Garmany et al. (1981), Garmany και Conti (1984). Οι εργασίες αυτές

περιλαμβάνουν ένα σύνολο από 67 αστέρες φασματικού τύπου O. Οι συγκεκριμένες γραμμές συντονισμού που χρησιμοποιήθηκαν δεν είναι οι ίδιες σε κάθε εργασία : οι πρώτες δύο χρησιμοποιούν φάσμα από τον Copernicus και έτσι επεκτείνονται περισσότερο στο U.V. απ' ό τι οι δύο τελευταίες εργασίες, που βασίζονται σε φάσμα από τον IUE.

Η μέθοδος, που χρησιμοποιήθηκε από τους Gaither et al. (1981) ήταν εμπειρική : προφίλ από τον Copernicus για περίπου πέντε ιόντα τοποθετήθηκαν σε θεωρητικά προφίλ των Castor και Lamers (1979), ώστε να προκύψουν οι πυκνότητες στήλης, με τις τελευταίες να βρίσκονται από IR ή από ραδιορυθμούς (απώλειας μάζας) σε δέκα από τα αστέρια. Προς το παρόν, υπάρχει μεγάλη διαμάχη σχετικά με τους ρυθμούς στο IR, αν και οι ραδιορυθμοί που χρησιμοποιήθηκαν στους υπολογισμούς τους είναι αξιόπιστοι σύμφωνα με τον Abbott (1985).

Η μέθοδος, που χρησιμοποιήθηκε απ' τους Olson και Castor (1981), Garmany et al. (1981) και Garmany και Conti (1984), είναι μάλλον περισσότερο εξαρτώμενη απ' το μοντέλο από όποια άλλη μέθοδο προσδιορισμού των ρυθμών απώλειας μάζας. Παρά του ότι το φιτάρισμα του προφίλ της γραμμής, που έγινε με δύο ή τρεις το πολύ παραμέτρους, είναι ανεξάρτητο από μοντέλο, ο υπολογισμός του κλάσματος του ιονισμού για το κάθε ιόν δεν είναι. Οι ρυθμοί που προήλθαν από τους Olson και Castor (1981), προέκυψαν προγραμματίζοντας την ισορροπία ιονισμού πολλών στοιχείων και ταιριάζοντας τις εντάσεις των γραμμών απ' τις γραμμές συντονισμού στο U.V., που παρατηρήθηκαν από τον Copernicus και τον IUE. Οι κυρίαρχες βαθμίδες ιονισμού στους αστρικούς ανέμους στους προγενέστερου φασματικού τύπου αστέρες είναι : NIV, Si IV και CIV (Olson και Castor, 1981), αλλά αυτές οι βαθμίδες δεν παρατηρούνται στη φασματική περιοχή που περιλαμβάνεται στο IUE. Αυτό απαιτεί σημαντικούς διορθωτικούς παράγοντες, μόνο όταν υπάρχουν παρατηρήσεις από τον IUE. Είναι απαραίτητο να παρατηρηθούν δύο γραμμές στις αντίθετες πλευρές του κυρίαρχου ιόντος, όπως NV και CIV, για να υπολογισθεί η διόρθωση. Λόγω του ότι οι μεγαλύτερες συστηματικές αβεβαιότητες παρουσιάζονται στους υπολογισμούς στην ισορροπία ιονισμού, είναι πολύ σημαντικό να είναι δυνατή η σύγκριση του ρυθμού απώλειας μάζας, ανάμεσα στη ραδιοπεριοχή και το U.V., για τον ίδιο αστέρα.

## Υπολογισμοί απώλειας μάζας στην περιοχή των ραδιοκυμάτων

Οι ραδιοπαρατηρήσεις της θερμικής εκπομπής, από θερμούς αστέρες, μπορούν να δώσουν ρυθμούς απώλειας μάζας και θερμοκρασίας. Η θεωρία αναπτύχθηκε απ' τους Panagia και Felli (1975) και από τους Wright και Barlow (1975). Ο ρυθμός απώλειας μάζας προσδιορίζεται απ' τη ροή που παρατηρείται στα ραδιοκύματα, την απόσταση από τον αστέρα και την τελική ταχύτητα του αστρικού ανέμου. Γενικά μετριέται απ' το απότομο κόψιμο του προφίλ P-Cygni στην περιοχή UV. Μια σύνοψη της θεωρίας έχει δοθεί από τον Abbott (1985).

Στη μέθοδο αυτή θεωρούνται δεδομένες οι υποθέσεις ότι η εκροή του ανέμου στο σημείο όπου παρατηρείται η εκπομπή free-free είναι ισότροπη και με σταθερή ταχύτητα, καθώς και το ότι η θερμοκρασία του ανέμου και ο ιονισμός είναι μεγέθη σταθερά σε μεγάλες ακτίνες. Λόγω του ότι όλες ενδείξεις είναι αυτές, στα 6 cm, η ακτίνα της «ραδιο-φωτόσφαιρας» επεκτείνεται σε σχέση με την αντίστοιχη «οπτική» κατά έναν παράγοντα 10 για τους αστέρες O, ενώ κατά έναν παράγοντα 1000 για τους αστέρες Wolf-Rayet. Οι υποθέσεις αυτές είναι βάσιμες. Άλλες υποθέσεις, που αρχικά είχαν γίνει αποδεκτές χωρίς πολύ σκέψη, περιλαμβάνουν την υπόθεση ότι η ραδιοεκπομπή είναι πλήρως θερμική και ότι ο αστέρας δε βρίσκεται σε πολλαπλό σύστημα. Η τελευταία υπόθεση βασίζεται στο απίθανο των «συνοδών χαμηλής μάζας» γύρω από αστέρες φασματικού τύπου O (Garmany et al., 1980). Η αρχική υπόθεση αποδείχτηκε να μην ισχύει για το ένα τέταρτο των OB αστέρων.

Οι ραδιοπαρατηρήσεις των αστέρων φασματικού τύπου O μπορούν να γίνουν μόνο με το VLA και να είναι έτσι περιορισμένες στο βόρειο ημισφαίριο των αστέρων, με ρυθμούς απώλειας μάζας μεγαλύτερους του  $10^{-6}$  M / year. Τα βασικά δεδομένα περιέχονται στις εργασίες των Abbott et al. (1980, 1981, 1984, 1985). Ένα σύνολο από δέκα τέτοιους αστέρες έχει ραδιο-ρυθμούς απώλειας μάζας, που θεωρούνται ότι υπάρχουν λόγω σίγουρης ή πιθανής θερμικής εκπομπής. Άλλοι πέντε αστέρες είναι μη θερμικές πηγές και έτσι δε μπορούν να χρησιμοποιηθούν για τον προσδιορισμό ρυθμού απώλειας μάζας.

## Υπολογισμοί απώλειας μάζας στην ορατή περιοχή του φάσματος

Στο ορατό η ένδειξη για απώλεια μάζας προκύπτει κυρίως από τις γραμμές εκπομπής του υδρογόνου και του Ηλίου. Αυτές οι γραμμές είναι εκπομπής, μόνο όταν ο ρυθμός απώλειας μάζας είναι σχετικά μεγάλος (μεγαλύτερος από  $10^{-6}$  M / year). Για μικρότερους ρυθμούς, η μόνη επίδραση είναι το τμηματικό γέμισμα από εκπομπή του ανέμου στους κόρους των φωτοσφαιρικών γραμμών, που ανιχνεύεται ως ασθενές ή ασύμμετρο προφίλ. Οι Klein και Castor (1978), χρησιμοποιώντας το μοντέλο των Castor et al. (1975a), παρήγαγαν εκφράσεις της απώλειας μάζας ως συνάρτηση της μάζας του αστέρα και της φωτεινότητας στην Ηα. Παρατηρήσεις στο ισοδύναμο πλάτος της Ηα χρησιμοποιήθηκαν για να εξαχθεί ο ρυθμός απώλειας μάζας και να συγκριθεί με τις θεωρητικές προβλέψεις, που περιλαμβάνουν μια γραμμική συσχέτιση της φωτεινότητας στην Ηα με την απώλεια μάζας. Η ίδια τεχνική χρησιμοποιήθηκε από τους Conti και Frost (1977), παρόλο που διαφορετικές μέθοδοι χρησιμοποιήθηκαν για την εύρεση της αστρικής μάζας. Αυτή η μέθοδος πρέπει να υποθέτει το σωστό νόμο ταχυτήτων, που σύμφωνα με τελευταίες μελέτες στην περιοχή IR, ποικίλει από αστέρι σε αστέρι. Πρόσφατη τεχνολογία ανιχνευτών κάνει δυνατή την παρακολούθηση της ασθενούς εκπομπής των πτερύγων της Ηα και το fitting του προφίλ αποδίδει ταυτόχρονα τόσο την απώλεια μάζας, όσο και το νόμο των ταχυτήτων. Αυτή η μέθοδος χρησιμοποιήθηκε από τους Olson και Ebbets (1981) σε μια μελέτη, που περιλάμβανε έξι αστέρες φασματικού τύπου O.

Οι Olson και Ebbets (1981) υπολόγισαν θεωρητικά προφίλ γραμμών Balmer σε έναν σφαιρικά και συμμετρικά διαστελλόμενο άνεμο, χρησιμοποιώντας τη προσέγγιση Sobolev. Υπήρχε μια απλή διόρθωση για αστρική περιστροφή. Οι παράμετροι, που μπορεί να ποικίλουν, περιλαμβάνουν : απώλεια μάζας, νόμο ταχυτήτων και  $T_{\text{eff}}$ . Για το νόμο των ταχυτήτων απαιτείται η γνώση της τελικής ταχύτητας του αστρικού ανέμου, από παρατηρήσεις στο U.V.. Άλλες ζητούμενες φυσικές παράμετροι περιλαμβάνουν την ενεργό θερμοκρασία του αστεριού και την ακτίνα. Για τους δύο αστέρες, σύμφωνα με τους Klein και Castor (1978), οι ρυθμοί συμφωνούν πολύ καλά, δείχνοντας ότι η απλούστερη τεχνική είναι ικανοποιητική.

Ένα ενδιαφέρον πρόβλημα, για τους επαγόμενους ρυθμούς, προέκυψε από τον Ebbets (1982), που μελέτησε την μεταβλητότητα του προφίλ στην Ηα και διαπίστωσε πως, για ένα

μεγάλο δείγμα αστέρων, το ισοδύναμο πλάτος της Ηα πλησιάζει τις προβλέψεις των Klein και Castor (1978), αλλά οι διακυμάνσεις στην Ηα οδηγούν σε μεταβολές στον ρυθμό απώλειας μάζας σε ποσοστό από 5% ανά ημέρα σε 30% για εβδομάδες ή μήνες.

### Υπολογισμοί απώλειας μάζας στο υπέρυθρο

Ο Johnson (1967) ήταν ο πρώτος που πρότεινε πως η επιπρόσθετη ροή στα 3,4  $\mu\text{m}$ , πάνω από την αναμενόμενη, ενός μέλανος σώματος οφειλόταν σε περιαστρικά κελύφη. Αυτή είναι μια σημαντική ένδειξη για διαστελλόμενο αστρικό κέλυφος. Παρά του ότι πρόσφατα αποτελέσματα, για απώλειες μάζας από τη συνεχή free-free εκπομπή στο υπέρυθρο φάνηκαν ελπιδοφόρα, τώρα φαίνεται ότι τέτοιοι ρυθμοί απώλειας είναι πολύ αβέβαιοι. Η περίσσεια στο υπέρυθρο, που μετρήθηκε για τους αστέρες φασματικού τύπου O, προέρχεται από μια περιοχή του ανέμου τόσο κοντά στον αστέρα, ώστε είναι απαραίτητη η γνώση του νόμου των ταχυτήτων για τον προσδιορισμό του ρυθμού απώλειας μάζας. Οι Abbott et al. (1984), σε μια συγκριτική ανάλυση πρόσφατων δεδομένων για το IR με ραδιοπαρατηρήσεις, βρήκε πως ο νόμος της ταχύτητας ποικίλλει σημαντικά από αστέρα σε αστέρα. Στο ίδιο συμπέρασμα κατέληξαν και οι Castor και Simon (1983). Αυτοί διαπίστωσαν ότι για την πλειοψηφία από τους 50 παρατηρηθέντες αστέρες στο IR, στους οποίους επικρατούσαν άνεμοι ασθενείς στην περιοχή του ορατού κοντά στο IR, οι παρατηρήσεις αυτές και μόνο δεν προσδιόριζαν τον νόμο των ταχυτήτων.

Λόγω του ότι η αδιαφάνεια free-free είναι ανάλογη του  $\lambda$ , μετρώντας σε μεγαλύτερα μήκη κύματος, ο άνεμος μπορεί να μετρηθεί σε μεγαλύτερη ακτίνα. Παρόλα αυτά υπάρχουν πρακτικά προβλήματα με τις παρατηρήσεις στο IR. Οι αστέρες φασματικού τύπου O είναι ασθενείς πηγές στο IR και η διόρθωση για το διαστρικό αφανισμό (μεσοαστρική απορρόφηση) είναι συχνά μεγάλη ακόμα και στο IR. Ένα φάσμα στην ερυθρή περιοχή μπορεί να εξομοιώσει την εμφάνιση της περίσσειας του IR. Οι απόλυτες μετρήσεις στο IR εμπεριέχουν ένα ποσοστό 10% αβεβαιότητας, και η περίσσεια μπορεί να μετρηθεί μέσω της σύγκρισης με ένα φωτοσφαιρικό ραδιενεργό πεδίο εξαρτώμενο από το μοντέλο.

Ο Abbott (1984), παρατήρησε 10 αστέρες φασματικού τύπου O στις συχνότητες K,L,M,N,Q. Όλοι οι αστέρες στο δείγμα του εμφανίζουν ραδιορυθμούς απώλειας μάζας και δεν επιχειρεί να πάρει ρυθμούς απώλειας από τα δεδομένα στο IR. Υπάρχει μια τάση για το

νόμο των ταχυτήτων να γίνεται περισσότερο εκθετικός όσο αυξάνεται η θερμοκρασία, αλλά στο δικό τους δείγμα αυτό μπορεί να συμβεί και όσο αυξάνει η βαρύτητα.

Τα συμπεράσματα του Persi (1983), ότι δηλαδή αυτοί οι ρυθμοί απώλειας μάζας στο IR διαφέρουν από τους ραδιορυθμούς απώλειας και δεν εμφανίζουν καμία σχέση με τη φωτεινότητα, πιθανώς αντανακλούν τη δυσκολία του καθορισμού του ρυθμού απώλειας της μάζας χρησιμοποιώντας μόνο ρυθμούς στο IR.

### **Σύγκριση των ρυθμών μείωσης μάζας για διαφορετικές μεθόδους**

Στον Πίνακα VI, υπάρχουν 18 αστέρες με διάφορους προσδιορισμούς του ρυθμού απώλειας μάζας.

Στο σχήμα 8 σχεδιάζονται οι διάφοροι ρυθμοί ως συνάρτηση του βολομετρικού μεγέθους, και διαφαίνονται εμφανείς διαφορές συστημάτων για αστέρες φωτεινότητας μικρότερης του  $M_{bol} = -10$ . Εκ των μεθόδων στο UV, η εμπειρική μέθοδος του Gathier(1981) δίνει συστηματικά μεγαλύτερους ρυθμούς κατά  $\log 0,4$  από τη μέθοδο του Garmany (1981). Η διαφορά δε μπορεί να δικαιολογηθεί από τους ραδιορυθμούς, γιατί αυτοί εμφανίζονται μόνο στους πιο φωτεινούς αστέρες. Οι ρυθμοί από το μοντέλο της Ha είναι μεγαλύτεροι από αυτούς και των περιοχών UV και της ραδιοπεριοχής, για όλες τις φωτεινότητες. Οι συστηματικές διαφορές του σχήματος 8 καταδεικνύουν, ότι ο υπολογισμός του μέσου όρου πολλαπλών ρυθμών για τον ίδιο αστέρα δεν έχει ως αποτέλεσμα ένα βελτιωμένο ρυθμό απώλειας μάζας.

### **Εξάρτηση της απώλειας μάζας από τη φωτεινότητα**

Στις αρχικές υποθέσεις, η θεωρία των κινούμενων από την ακτινοβολία ανέμων (Castor), καθόριζε ότι η απώλεια μάζας είναι ανάλογη της φωτεινότητας υψωμένης στην 1<sup>η</sup> δύναμη, και πρώιμοι προσδιορισμοί της απώλειας μάζας στο υπέρυθρο φαίνονταν να επιβεβαιώνουν αυτή τη σχέση (Barlow και Cohen (1977)). Όσο τα δεδομένα από την περιοχή του UV και από τη ραδιοπεριοχή πλήθαιναν, γινόταν ξεκάθαρο ότι η εξάρτηση της απώλειας μάζας από τη φωτεινότητα ήταν πιο κοντά στη 2<sup>η</sup> δύναμη. Τόσο ο Abbott(1981) όσο και ο Garmany (1981) διαπίστωσαν ότι η σχέση αυτής της εξάρτησης προϋποθέτει τη φωτεινότητα υψωμένη στην 1.6 ή 1.7 δύναμη. Τα δεδομένα των παρατηρήσεων του Gattier προσδιόριζαν τη

φωτεινότητα υψωμένη γύρω στο 1.4. Επιπλέον εξετάστηκε η πιθανότητα ύπαρξης άλλων παραμέτρων που συμβάλλουν στη απώλεια μάζας. Χρησιμοποιώντας ρυθμούς προερχόμενους από μία πληθώρα μεθόδων και θεωρώντας τα μέσα από ένα ομοιόμορφο σύστημα αστρικών παραμέτρων ο Lamers(1981) κατέληξε σε μια εξάρτηση που περιγράφεται από τον τύπο :

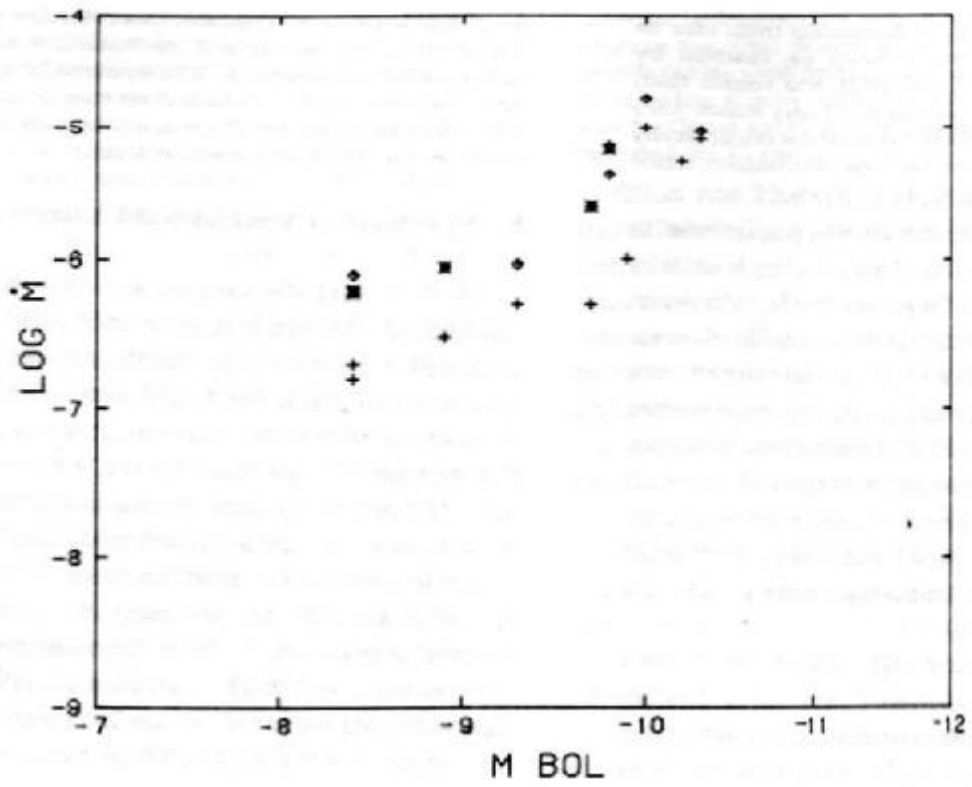
$$\log M \sim 1,42 \log L_* + 0,61 \log R_* - 0,99 \log M_* \quad (3)$$

Αυτό μπορεί να συγκριθεί με τη θεωρία του Abbott περί των κινούμενων ανέμων λόγω ακτινοβολίας, χρησιμοποιώντας ένα ρεαλιστικότερο μοντέλο γραμμικής επιτάχυνσης. Ο τύπος τότε γίνεται:

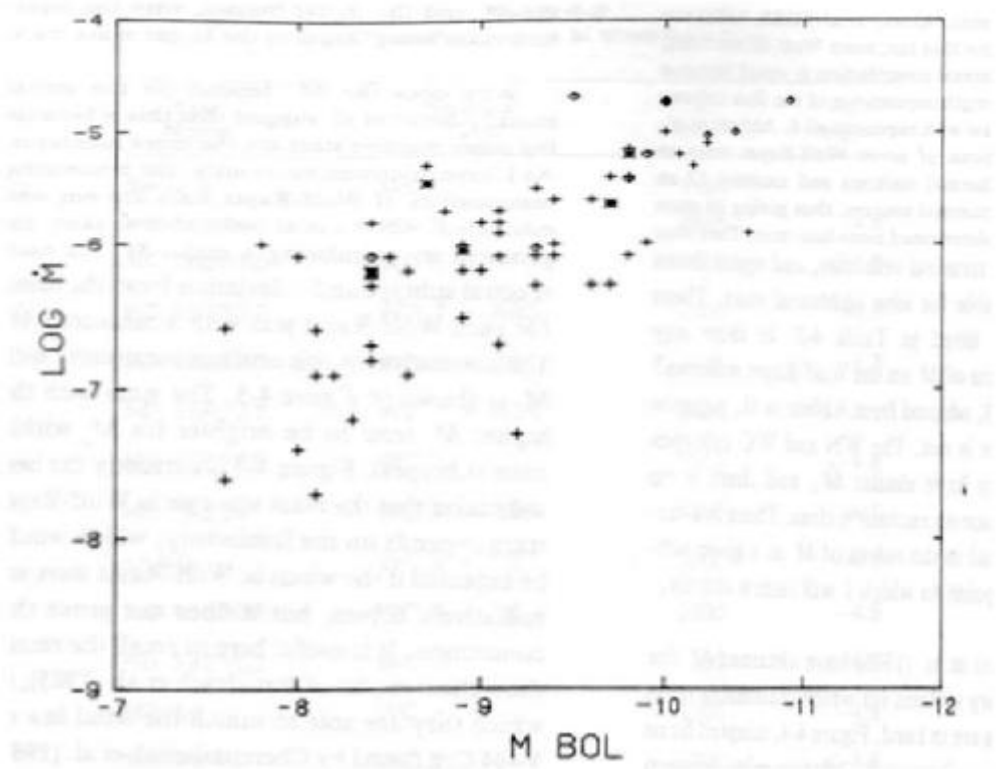
$$\log M \sim 1,98 \log L - 1,03 \log [ M(l-r) ] + 0,94 \log Z - 0,02 \log T \quad (4)$$

Οι Garmany και Conti (1984) διερεύνησαν εμπειρικά την παραπάνω σχέση εξάρτησης και διαπίστωσαν ότι η απώλεια μάζας εξαρτάται από τη φωτεινότητα, καθώς και από το λόγο : **Τελική ταχύτητα / ταχύτητα διαφυγής** αν και οι συνήθεις παρεκκλίσεις της αβεβαιότητας στον εξαγόμενο ρυθμό απώλειας δεν συνιστούν την επιπρόσθετη παραμετροποίηση πάνω σε μια ευθεία εξάρτηση από τη φωτεινότητα.

Όλες οι προσπάθειες να βρεθούν οι παραμετροποιήσεις, για την απώλεια μάζας, εξαρτώνται από υπολογισμένες φυσικές παραμέτρους των αστεριών. Η πιο σημαντική είναι η φωτεινότητα. Για αστέρες πεδίου, η αβεβαιότητα στο απόλυτο μέγεθος μπορεί να απεικονισθεί με έναν παράγοντα 1,6 σε αβεβαιότητα της φωτεινότητας, έτσι ώστε τα μέλη των συμπλεγμάτων να είναι πιο αξιόπιστα. Το **σχήμα 9** δείχνει την απώλεια μάζας σε σχέση με το βολομετρικό μέγεθος, για τα δεδομένα του **Πίνακα VI**. Η διασπορά στη σχέση είναι μεγαλύτερη από ότι θα περίμενε κανείς, είτε λόγω σφαλμάτων στο ρυθμό απώλειας μάζας, είτε λόγω σφαλμάτων στις αποστάσεις των συμπλεγμάτων. Χωρίς όμως ακριβή γνώση παραμέτρων, όπως : θερμοκρασία, βολομετρικές διορθώσεις, μάζα, μεταλλικότητα, είναι πολύ δύσκολος ο υπολογισμός της εξάρτησης από το ρυθμό απώλειας μάζας.



Σχήμα 8. Σύγκριση διαφορετικών μεθόδων για τον προσδιορισμό απώλειας μάζας, για το ίδιο αστέρι, ως συνάρτηση του βολομετρικού μεγέθους : + σημαίνει προσδιορισμοί στο UV, ◇ σημαίνει προσδιορισμοί στη ραδιοπεριοχή και \* στο ορατό.



**Σχήμα 9.** Απώλεια μάζας σε σχέση με το βολομετρικό μέγεθος, για όλα τα δεδομένα του πίνακα VI : οι συμβολισμοί είναι ίδιοι με το σχήμα 8.

## Αστρική περιστροφή

Μπορούμε να μετρήσουμε τις ταχύτητες περιστροφής των αστέρων από τα πλάτη των φασματικών τους γραμμών. Για έναν περιστρεφόμενο αστέρα, η μια πλευρά κινείται προς τα εμάς, ενώ η άλλη απομακρύνεται από εμάς, τουλάχιστον όταν η ακτίνα παρατήρησης δεν συμπίπτει με τον άξονα περιστροφής (σχήμα 10). Η υπέρθεση όλων των φασμάτων, που προέρχονται από τα διαφορετικά τμήματα του αστέρα δίνει μια πεπλατυσμένη φασματική γραμμή (σχήμα 11). Το εύρος της πεπλατυσμένης γραμμής μας λέει πόσο είναι η ταχύτητα περιστροφής εκτός του συντελεστή  $\sin(i)$ , όπου  $i$  η γωνία μεταξύ της οπτικής ακτίνας και του άξονα περιστροφής. Αποδεικνύεται ότι η ακτινική ταχύτητα, δηλαδή η συνιστώσα της ταχύτητας περιστροφής στη διεύθυνση της οπτικής ακτίνας, παρουσιάζει σταθερή τιμή κατά μήκος λωρίδων της αστρικής ατμόσφαιρας, οι οποίες είναι παράλληλες στη διεύθυνση της προβολής πάνω στην ουράνια σφαίρα του άξονα περιστροφής. Υποθέτουμε ότι ο άξονας περιστροφής είναι κάθετος στην οπτική ακτίνα. Σε ένα δεδομένο αστρικό πλάτος  $\varphi$  του αστέρα, η ταχύτητα περιστροφής δίδεται (σχήμα 12):

$$u_{\text{rot}} = u_{\text{rot}}(\text{equator}) \cos\varphi$$

εάν τώρα  $\lambda$  είναι αστρικό μήκος του αστέρα μετρημένο από το κεντρικό μεσημβρινό, τότε η συνιστώσα της ταχύτητας περιστροφής πάνω στην οπτική ακτίνα, δηλαδή η ακτινική ταχύτητα  $u_r$  δίδεται (σχήμα 10 b) από :

$$u_{\text{rot}} = u_{\text{rot}} \sin\lambda = u_{\text{rot}}(\text{equator}) \cos(\varphi) \sin(\lambda)$$

Έτσι η ακτινική ταχύτητα  $u_r$  είναι σταθερή για  $\cos(\varphi) \sin(\lambda) = \text{σταθ.}$  Εάν θεωρήσουμε τη σφαίρα με  $x, y, z$  συντεταγμένες σε ένα ορθογώνιο σύστημα συντεταγμένων (σχήμα 13) βρίσκουμε :

$$z = r \sin(\varphi)$$

$$x = \rho \sin(\lambda)$$

$$y = \rho \cos(\lambda)$$

όπου  $r$  η ακτίνα της σφαίρας και  $\rho$  είναι η ακτίνα της εγκάρσιας τομής της σφαίρας στο ύψος  $z$ . Από το σχήμα 12 βρίσκουμε ότι :

$$\rho = r \cos(\varphi)$$

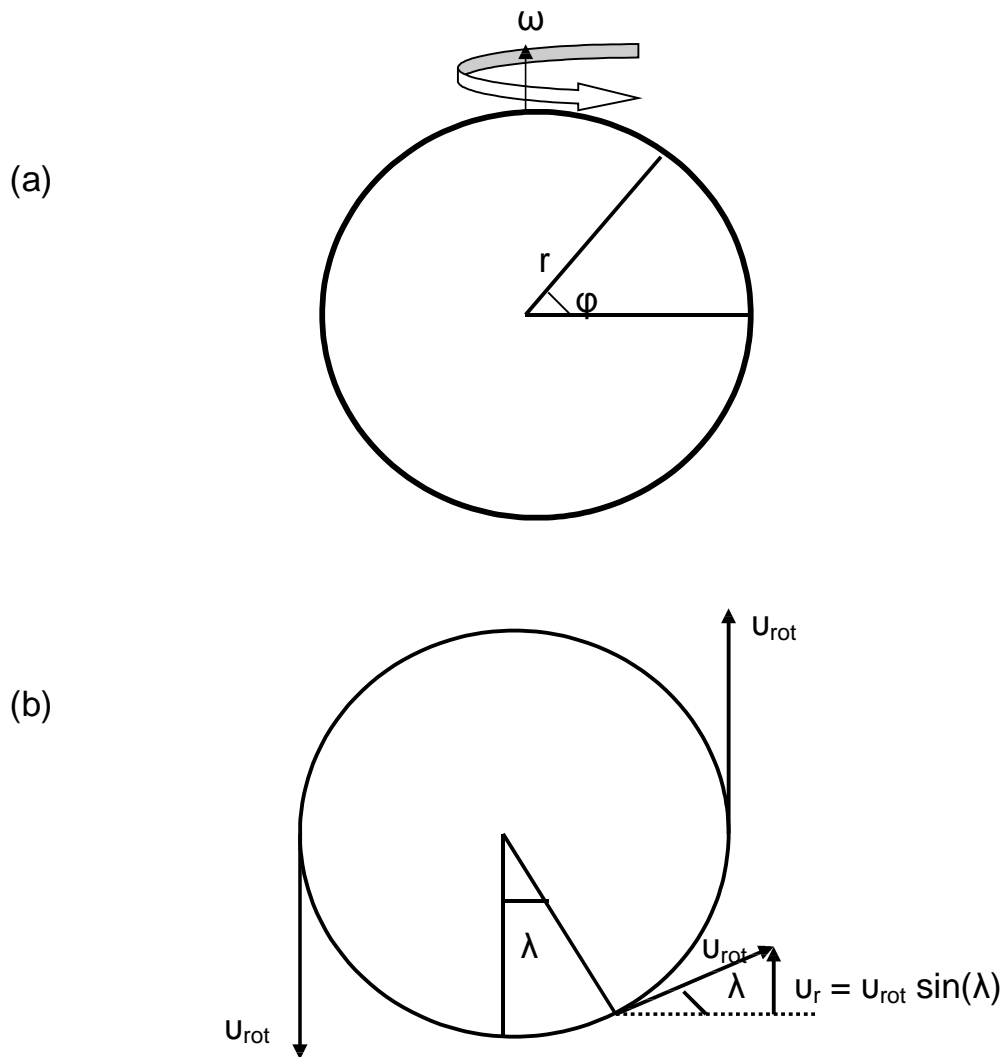
έτσι τελικά έχουμε :

$$\begin{aligned} x &= r \cos(\varphi) \sin(\lambda) \\ y &= r \cos(\varphi) \cos(\lambda) \end{aligned} \quad *$$

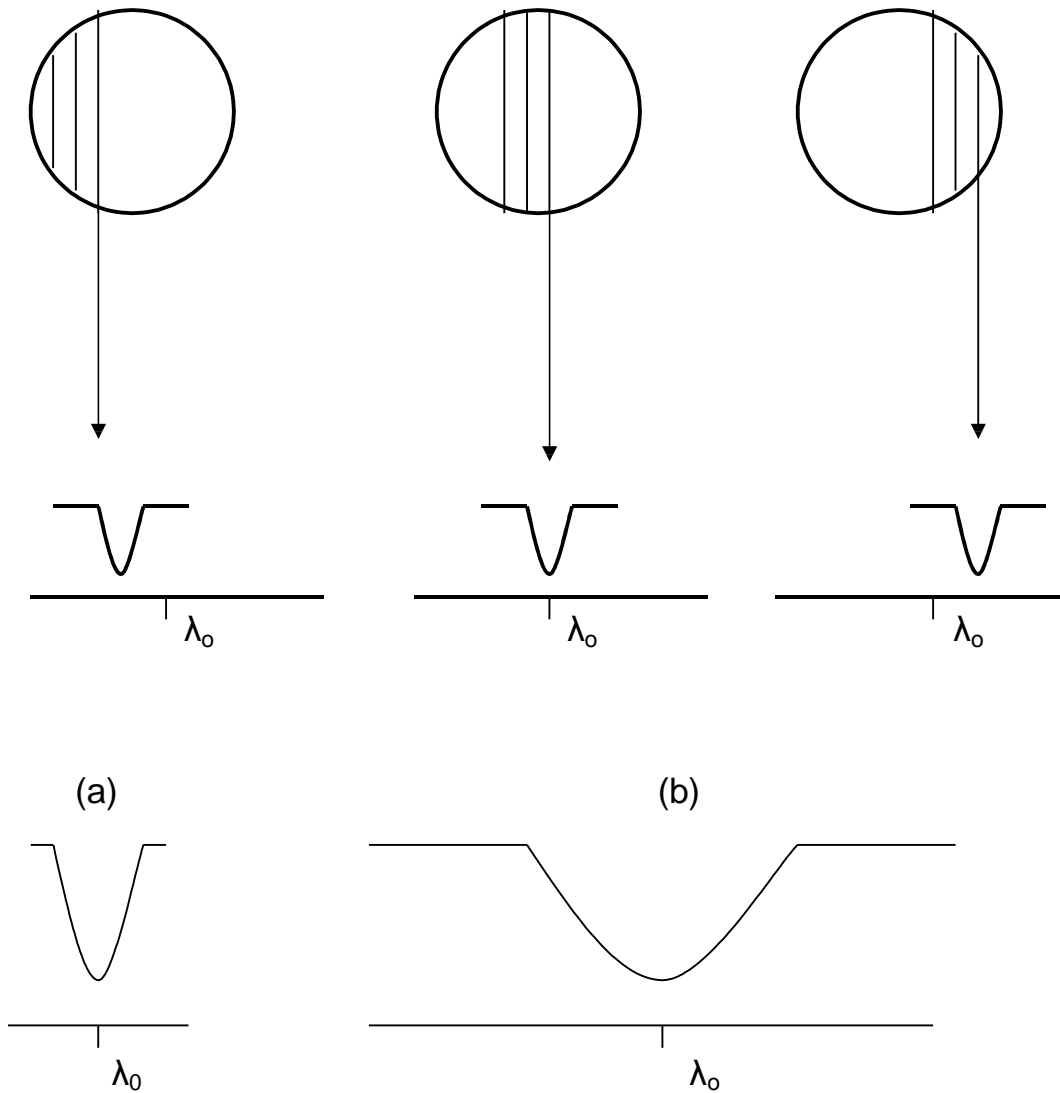
Βλέπουμε παραπάνω ότι για  $\cos(\varphi) \sin(\lambda) = \text{σταθερό}$  ισχύει  $u_r = \text{σταθερό}$ . Από την (\*) βλέπουμε ότι αυτή είναι η περίπτωση που έχουμε  $x = \text{σταθ.}$  Πάνω στη σφαίρα, δηλαδή κατά μήκος εγκάρσιων τομών της σφαίρας σε σταθερή απόσταση από το  $zy$  επίπεδο, όπου  $z$  ο άξονας που περιέχει τη μη ακτινική συνιστώσα της γωνιακής ταχύτητας και  $y$  άξονας κάθετος στην οπτική ακτίνα και στον  $z$ . Αυτές είναι λωρίδες της επιφάνειας του αστέρα παράλληλες προς την προβολή του άξονα περιστροφής πάνω σε επίπεδο κάθετο στην οπτική ακτίνα. Για να υπολογίσουμε το προφίλ μιας γραμμής πεπλατυσμένης λόγω περιστροφής, πρέπει να προσθέσουμε τις συνεισφορές από αυτές τις λωρίδες, όπως φαίνεται στο [σχήμα 11](#).

Στους παραπάνω υπολογισμούς θεωρήσαμε ότι η οπτική ακτίνα είναι κάθετη στον άξονα περιστροφής. Εάν δεν είναι έτσι, όλες οι  $u_r$  πολλαπλασιάζονται με τον συντελεστή  $\sin(i)$ , όπου  $i$  είναι η γωνία μεταξύ του άξονα περιστροφής και της οπτικής ακτίνας. Γενικά δεν υπάρχει τρόπος για τον προσδιορισμό της γωνίας αυτής, μπορούμε όμως να μετρήσουμε το  $u_r \sin(i)$ . Στους πίνακες που δίνουν τις ταχύτητες περιστροφής των αστέρων πάντα υπάρχουν οι τιμές  $u_r \sin(i)$ , που δίνουν μόνο ένα κατώτερο όριο των ταχυτήτων περιστροφής που ήδη υπάρχουν των δεδομένων αστέρων.

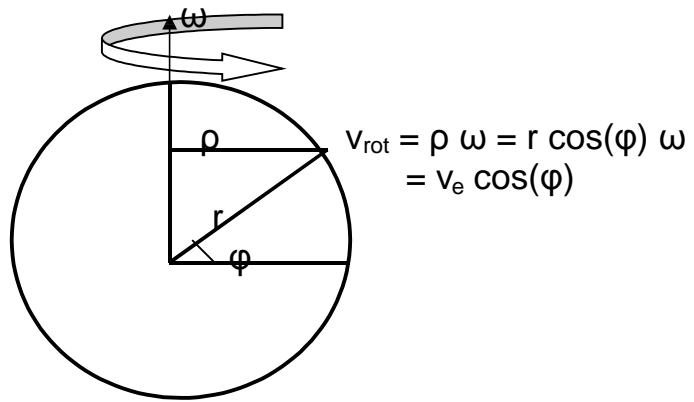
Υποθέτοντας μια τυχαία κατανομή για τον προσανατολισμό των αξόνων περιστροφής (πιθανότητα του  $i$  ανάλογη του  $\sin(i)$ ) μπορούμε, χρησιμοποιώντας στατιστική διαίσθηση, να διορθώσουμε κατά τον παράγοντα  $\sin(i)$  και να καθορίσουμε την αληθινή κατανομή των ταχυτήτων περιστροφής στον ισημερινό.



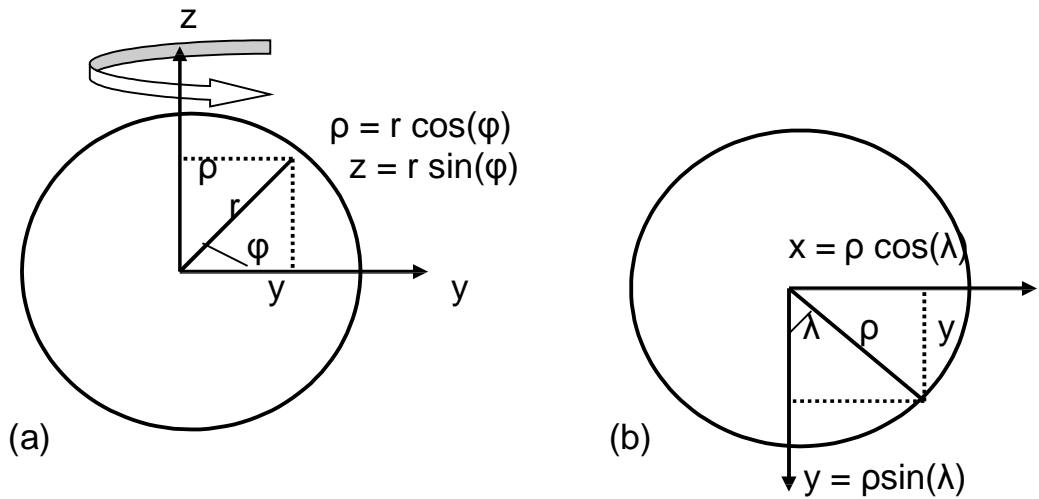
**Σχήμα 10.** Για ένα περιστρεφόμενο αστέρι του οποίου ο άξονας περιστροφής είναι κεκλιμένος σε σχέση με την οπτική ακτίνα ένας μακρινός παρατηρητής θα δει μια πλευρά του αστεριού να απομακρύνεται από αυτόν, ενώ η άλλη πλησιάζει προς αυτόν. Το σχήμα (a) παρουσιάζει την όψη αστεριού, όταν η οπτική ακτίνα είναι στο ισημερινό επίπεδο, ενώ το σχήμα (b) δείχνει την όψη του αστεριού από παρατηρητή η οπτική ακτίνα του οποίου είναι παράλληλη με τον άξονα περιστροφής. Όταν ο παρατηρητής κοιτά κατά μήκος του άξονα περιστροφής δεν παρατηρείται μετατόπιση Doppler.



**Σχήμα 11.** Οι φασματικές γραμμές ενός μη περιστρεφόμενου αστέρα: (a) είναι γενικά οξείες. Για έναν περιστρεφόμενο αστέρα οι γραμμές των αντίθετων πλευρών του αστεριού μετατοπίζονται σε αντίθετες κατευθύνσεις, ενώ το κέντρο του αστέρα παρουσιάζει το μη μετατοπισμένο φάσμα. (b) Βλέπουμε μόνο το άθροισμα των φασμάτων, που προέρχονται από τα διαφορετικά μέρη της αστρικής ατμόσφαιρας. Παρατηρούμε δηλαδή μια πεπλατυσμένη γραμμή.



Σχήμα 12. Η ταχύτητα περιστροφής σε αστρικό πλάτος  $\varphi$  δίνεται από τον τύπο  $v_{rot} = \rho \omega$  όπου  $\rho = r \cos(\varphi)$ ,  $v_e = v_{rot}(\text{equator})$ .



Σχήμα 13. Οι σχέσεις μεταξύ των ορθογωνίων συντεταγμένων  $x, y, z$  και των σφαιρικών πολικών  $r, \varphi, \lambda$  παρουσιάζονται : (a) όπως φαίνονται στο ισημερινό επίπεδο, (b) όπως φαίνονται από τον πόλο.