

ΥΠΕΡΓΙΓΑΝΤΕΣ ΚΑΙ P-CYGNI

1. Προγενέστερος τύπος υπεργιγάντων

Ο προγενέστερος τύπος των υπεργιγάντων είναι σχετικά εύκολο να αναγνωρισθεί από τις γραμμές απορρόφησής τους οι οποίες έχουν ένα απότομο, αμβλύ σχήμα. Οι πτέρυγες των γραμμών του υδρογόνου είναι στενές και συχνά ένας σχηματισμός εκπομπής είναι ορατός στην Ηα στο φάσμα των Ia υπεργιγάντων. Ο σχηματισμός στην Ηα συνήθως αποτελείται από την εκπέμπουσα συνιστώσα -αιχμή στο σχεδιάγραμμα- συνοδευόμενη από μια, προς τα μικρά μήκη κύματος μετατοπισμένη, συνιστώσα απορρόφησης. Κάθε τέτοιο σύνθετο προφίλ γραμμής ονομάζεται προφίλ γραμμής P-Cygni. Γραμμές εκπομπής είναι σε ορισμένες περιπτώσεις ορατές για το Ηβ και Ηε 15876 και 16678. Στους μεταγενέστερους τύπου Ο υπεργίγαντες, ασθενείς, αρκετά αιχμηρές γραμμές εκπομπής C III και N III εμφανίζονται στα 15696 και 14634-41 αντίστοιχα. Η γραμμή του Ηε 14686 είναι μερικώς συμπληρωμένη από γραμμές εκπομπής σ'αυτά τα αστέρια. Στους υπεργίγαντες τύπου Ο9 και Ο9,5 οι αιχμηρές γραμμές εκπομπής προκύπτουν από υπέρθεση πάνω σε ευρείς, αμυδρούς σχηματισμούς εκπομπής. Ο R.Wilson (1956) επισήμανε ότι αυτό ισχύει και σε γραμμές εκπομπής Ηα και Ηβ στον Β11α υπεργίγαντα HD190603.

Οι σάνταρ ΜΚ υπεργίγαντες τύπου Ο και Β (Morgan,Johnson,1953) είναι καταχωρημένοι στον ΠΙΝΑΚΑ 30. Το μέγεθος V δίνεται στις περιπτώσεις που είναι γνωστό, ενώ στις λίγες περιπτώσεις που το μέγεθος αυτό δεν είναι δυνατό να υπολογισθεί δίνεται το ορατό φαινόμενο μέγεθος m_v , από το Henry Draper Catalogue, το οποίο και είναι καταχωρημένο σε πλάγια μορφή. Δύο από τους ΜΚ υπεργίγαντες ,ονομαζόμενοι HD38775 κ Orionis Β0,5Ia και HD9311 Β51b, πιθανόν να μην είναι υπεργίγαντες. Φασματογραφήματα υψηλής διασποράς του κ Orionis δείχνουν ότι το εν λόγω αστέρι έχει φαρδιές γραμμές τυπικές της μέτριας περιστροφής. Είναι πιθανό αυτό το αστέρι να είχε αδύνατο κέλυφος όταν πάρθηκαν τα φάσματα ταξινόμησης. Το φάσμα του HD9311 δεν είναι τυπικό φάσμα μεγάλης λαμπρότητας. Αυτό το αστέρι πιθανόν να ανήκει σε λαμπρότητα τάξης μεγέθους III, αλλά περισσότερη μελέτη απαιτείται για να διευκρινιστεί αυτό το σημείο. ((Τα απόλυτα μεγέθη για τους υπεργίγαντες αναφέρονται στο κεφάλαιο III)).

2. Η μεταβλητότητα των υπεργιγάντων

Η ακτινική ταχύτητα των προγενέστερου τύπου υπεργιγάντων εμφανίζεται να μεταβάλλεται με ακανόνιστο τρόπο με ένα εύρος 30 Km/sec περίπου. Μια λεπτομερέστερη μελέτη των μεταβολών στην περίπτωση των χ^2 Orionis, 55 Cygni και 67 Ophiuchi έχει γίνει από τον Underhill (1960) ο οποίος έχει αποδείξει ότι οι μεταβολές στην ταχύτητα δεν είναι περιοδικές και έχει προτείνει ότι οι μεταβολές αυτές οφείλονται σε ατμοσφαιρικές κινήσεις. Ο ABT (1957) έχει αποδείξει ότι στους υπεργίγαντες τύπου Α και F μεταβάλλεται επίσης η ακτινική ταχύτητα κατά ένα ημι-ομαλό τρόπο .Η

καλλίτερη καταγεγραμμένη περίπτωση είναι αυτή του α Cygni, A2Ia. O Paddock (1935) παρατήρησε τον α Cygni σε (φασματογραφήματα με) μεγάλη διασπορά σε κάθε ευκαιρία για τρία χρόνια και βρήκε ότι η ακτινική ταχύτητα μεταβαλλόταν από +6km/sec μέχρι -9km/sec. Εντούτοις, η μεταβολή δεν είναι περιοδική. Πιο πιθανό είναι η παρατηρούμενη μεταβολή στην ακτινική ταχύτητα να οφείλεται στις κινήσεις της αστρικής ατμόσφαιρας παρά στην περιστροφική (τροχιακή) κίνηση. Θα ήταν ενδιαφέρον να γνωρίζουμε το πως μεταβάλλονται τα προφίλ και τα ισοδύναμα πλάτη των γραμμών με τις μεταβολές της ακτινικής ταχύτητας.

Το προφίλ των Ηα γραμμών μεταβάλλεται κατά έναν ακανόνιστο τρόπο στους Ια υπεργίγαντες τύπου Β. Ένα παράδειγμα για το τι μπορεί να συμβαίνει φαίνεται στο σχήμα 46 όπου εκθέτονται μερικές μεταβολές που παρατηρήθηκαν για τον 55 Cygni. Η φασματική ευκρίνεια είναι διαφορετική στα διάφορα φασματογραφήματα. Είναι φανερό ότι η ένταση της συνιστώσας εκπομπής όπως και το σχήμα της αλλάζει διαρκώς. Τα προφίλ των Ηα γραμμών των Ιb υπεργιγάντων δεν εμφανίζουν σχηματισμούς εκπομπής και έχουν πιο σταθερό σχήμα. Στο σχήμα 47 φαίνεται το προφίλ της Ηα για τους ρ Leonis, B1Ib, 67 Ophiuchi, B5Ib, και για τον i Herculis, B3IV. Το σχήμα των γραμμών καθορίζεται από την πλάτυνση λόγω φαινομένου Stark στην περίπτωση των αστεριών της κυρίας ακολουθίας. Τα προφίλ για τους Ιb υπεργίγαντες μπορούν να ερμηνευτούν ως αποτέλεσμα της περιστροφής του αστεριού ή των μεγάλης κλίμακας, ατμοσφαιρικών στροβιλισμών (διαταραχών). Αυτό σημαίνει ότι η μορφή της γραμμής δίνεται από τη στατιστική κατανομή των μεγάλης κλίμακας κινήσεων της αστρικής ατμόσφαιρας.

Στην περίπτωση των Ια υπεργιγάντων το "πηγάδι" της απορρόφησης στην Ηα είναι πάντα μετατοπισμένο προς τα μικρά μήκη κύματος και η κορυφή της εκπομπής, εάν εμφανίζεται, είναι μετατοπισμένη προς τα μεγάλα μήκη κύματος. Τέτοια σύνθετα προφίλ μπορούν να ερμηνευτούν άμεσα στα πλαίσια μίας διαστελλόμενης ατμόσφαιρας. Η αναμενόμενη κανονική συμμετρική γραμμή απορρόφησης εξαιτίας της Ηα που σχηματίζεται στο κανονικό ανεστραμμένο στρώμα δεν είναι ορατή. Θα πρέπει συνεπώς να θεωρήσουμε ότι αυτή έχει καταληφθεί (συμπληρωθεί) από εκπομπή. Μια ερμηνεία για το προφίλ της Ηα του Ια υπεργίγαντα α Cygni έχει δοθεί από τον Groth (1960). Αυτός ισχυρίζεται ότι μέρος του, προς τα μικρά μήκη κύματος μετατοπισμένου, πηγადιού απορρόφησης αποτελεί το παραμένον κομμάτι των φωτοσφαιρικών σχηματισμών απορρόφησης. Αυτός ανασυγκρότησε τους φωτοσφαιρικούς σχηματισμούς (χρησιμοποιώντας τις προβλέψεις ενός μοντέλου για την ατμόσφαιρα του α Cygni) και από τις διαφορές με το παρατηρούμενο προφίλ βρήκε το προφίλ της εκπέμπουσας και απορροφούσας συνιστώσας από το αέριο κέλυφος. Αφού η εκπέμπουσα συνιστώσα είναι μετατοπισμένη προς τα μεγάλα μήκη κύματος ο Groth υπονοεί ότι η εξωτερική ατμόσφαιρα του α Cygni μπορεί να καταρρέει προς τα μέσα, προς την αστρική επιφάνεια. Η μετατόπιση προς τα μεγάλα μήκη κύματος μπορεί επίσης να προκαλείται από τον "ακρωτηριασμό" μίας αρχικά συμμετρικής συνιστώσας εκπομπής από μια ισχυρή μετατόπιση προς τα μικρά μήκη κύματος του πυρήνα (κεντρικού σημείου) της απορρόφησης.

Είναι πολύ πιθανό οι ΟΒ υπεργίγαντες να κυμαίνονται ελαφρά ως προς την φωτεινότητά τους, αλλά καμία σειρά παρατηρήσεων δεν είναι

διαθέσιμη για τους προφανώς λαμπερούς υπεργίγαντες οι οποίοι μελετούνται φασματοσκοπικά.

3. Η ερμηνεία των φασμάτων των υπεργιγάντων

Βασικές αναλύσεις έχουν υλοποιηθεί για τους υπεργίγαντες 55 Κύκνος, B3Ia, ζΠερσέας ,B1Ib .Υπάρχει αμφιβολία για το πόσο εμπιστοσύνη πρέπει να έχουμε στα νούμερα που προκύπτουν από τις αναλύσεις επειδή η εμφάνιση του φάσματος, ειδικά στην περίπτωση των Ia υπεργιγάντων, υποδεικνύει ότι το να θεωρήσουμε ένα επίπεδο παραλλήλο στρωμά αερίου σε υδροστατική ισορροπία δεν συνιστά ένα καλό μοντέλο για την ατμόσφαιρα του υπεργίγαντα. Οι διακριτικοί σχηματισμοί του φάσματος, τα σχήματα και οι σχετικές μεγάλες εντάσεις των γραμμών οι οποίες είναι ισχυρές στις χαμηλές πυκνότητες, υποδεικνύουν ότι οι ατμόσφαιρες είναι πολύ εκτεταμένες και βρίσκονται σε χαοτική κίνηση.

Η εξίσωση της υδροστατικής ισορροπίας μπορεί να γραφτεί ως εξής:

$$\frac{dP_g}{dt} = \frac{g}{k} - \frac{dP_r}{dt} - \frac{dP_{turb}}{dt} \quad (1)$$

Εδώ η P_g είναι η πίεση του αερίου ,η P_r είναι η ακτινική πίεση και η P_{turb} είναι η πίεση η οποία αντιπροσωπεύει τη δράση των ατμοσφαιρικών κινήσεων στην υποστήριξη της αστρικής ατμόσφαιρας. Το οπτικό βάθος είναι το τ , υπολογίζεται χρησιμοποιώντας ένα χαρακτηριστικό συντελεστή απορρόφησης κ , ενώ η επιτάχυνση της βαρύτητας είναι g . Εάν η ατμόσφαιρα του υπεργίγαντα υφίσταται σε οποιοδήποτε κλίμακα του χρόνου η εξίσωση (1) θα πρέπει να ικανοποιείται .

Το σύστημα ταξινόμησης MK αναγνωρίζει υπεργίγαντες μόνο μέχρι τον τύπο O9. Από την εξίσωση (1) αυτό που μπορεί να φανεί είναι ότι οι υπεργίγαντες που αντιστοιχούν σε σημαντικά υψηλές θερμοκρασίες δεν αναμένονται. Η συνθήκη για την ύπαρξη αστρικών ατμοσφαιρών είναι ότι ο όρος dP_g/dt πρέπει να είναι μεγαλύτερος του μηδενός .Ας θέσουμε dP_g/dt ίσο με το μηδέν και επιπρόσθετα ας αγνοήσουμε τον τελευταίο όρο στα δεξιά σε μια πρώτη προσέγγισή μας , και ας δούμε ποια τιμή του g απαιτείται για να έχουμε μία αστρική ατμόσφαιρα σε μηχανική ισορροπία σε υψηλή θερμοκρασία. Εάν η τιμή του g είναι κοντά στα 10^4 cm/sec^2 αναμένουμε ένα αστέρι της κυρίας ακολουθίας .Εάν όμως είναι κοντά στην τιμή 10^2 cm/sec^2 τότε το αστέρι θα είναι ένας υπεργίγαντας. Αυτές οι προτάσεις είναι εμπειρικές και προκύπτουν από μια θεώρηση για την τιμή του g σε διαφορετικές περιοχές στο διάγραμμα H-R και από προσαρμογή παρατηρούμενων προφίλ της γραμμής του υδρογόνου μ'αυτά που υπολογίστηκαν από τα ατμοσφαιρικά μοντέλα των OB αστεριών.

Ας θεωρήσουμε ένα αστέρι το οποίο έχει θερμοκρασία $T_0=30000^\circ$ στα εξωτερικά του στρώματα. Μια τέτοια θερμοκρασία θα αντιστοιχεί περίπου σε έναν τύπο O8. Κατόπιν, αν θεωρήσουμε το νόμο ακτινοβολίας μέλανος σώματος προκύπτει ότι ο όρος dP_r/dt είναι της τάξης του 3500.

Επιπρόσθετα αναμένεται το κ να είναι μικρότερο ή ίσο του 1.0 . Για να έχουμε μηχανική σταθερότητα το g πρέπει να είναι μεγαλύτερο του 3500. Η κατάληξη είναι προφανής. Τα αστέρια που έχουν θερμοκρασίες της τάξης των 30000° στην ατμόσφαιρά τους δεν μπορούν να υπάρξουν εάν δεν έχουν τις τυπικές τιμές του g ενός αστεριού της κυρίας ακολουθίας. Η παρουσία του όρου dP_{turb}/dt ισχυροποιεί το επιχείρημα αυτό.

Υπεργίγαντες φασματικών τύπων προγενέστερων του O9 δεν μπορούν να υπάρξουν επειδή οι ατμόσφαιρές τους θα διασκορπιστούν γιατί ο όρος dP_g/dt θα είναι αρνητικός όταν το g είναι μικρότερο από 5×10^3 . Οι υπολογισμοί για το ατμοσφαιρικό μοντέλο έδειξαν ότι όταν το g είναι μεγαλύτερο από 10^3 τα προφίλ των γραμμών Balmer του υδρογόνου θα είναι διευρυμένα λόγω φαινομένου Stark και όμοια με τα προφίλ που έχουν εμπειρικά επιλεγεί ως αντιπροσωπευτικά των αστεριών της κύριας ακολουθίας. Η θεωρία και το σύστημα κατάταξης MK βρίσκονται περισσότερο ή λιγότερο σε συμφωνία μέχρι και το φασματικό τύπο O9. Δυσκολίες προκύπτουν όταν κανείς προσπαθήσει να συμβιβάσει με τις πιο πάνω εκτιμήσεις τις υποθέσεις του KOPYLOV (1958b) και HACK(1963) ότι υπεργίγαντες με φασματικό τύπο προγενέστερο του O9 υπάρχουν και ότι μπορούν να ανακαλυφθούν μέσω φασματικής ταξινόμησης.

Η χρήση των όρων υπεργίγαντας και αστέρας της κύριας ακολουθίας υπονοεί ότι αφού έχουν ταξινομηθεί τα αστέρια σύμφωνα με την ενεργό τους θερμοκρασία (φασματικό τύπο) μπορεί κανείς να διαχωρίσει τα αστέρια με εκτεταμένη φωτόσφαιρα (μεγάλης ακτίνας) από αυτά με μια κανονική φωτόσφαιρα (κανονικής ακτίνας). Αυτός ο διαχωρισμός γίνεται εξετάζοντας τις σχετικές εντάσεις και τις μορφές επιλεγμένων φασματικών γραμμών. Βασίζεται στο γεγονός ότι η πίεση θα είναι χαμηλότερη στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα από ότι στην κανονική ατμόσφαιρα και συνεπώς ορισμένες μεταβολές στην ισορροπία ιονισμού και στην επίδραση του φαινομένου Stark στις γραμμές υδρογόνου και ηλίου θα είναι προφανείς. Στους φασματικούς τύπους B τα προφίλ των εμπειρικά επιλεγμένων γραμμών λαμπρότητας καθορίζονται ολοένα και περισσότερο από την κατάσταση της κίνησης στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα παρά από την επίδραση της πίεσης καθώς πηγαίνουμε προς τους προγενέστερους τύπους. Συνεπώς, μέχρι ενός σημείου, η φυσική παράμετρος η οποία έχει επιλέγει εμπειρικά ώστε να μας βοηθά να διαλέξουμε αστέρια διαφορετικής λαμπρότητας είναι το μέγεθος της κίνησης στην ατμόσφαιρα. Μεχρι περίπου τον τύπο O9, η διεύρυνση λόγω Stark των γραμμών Balmer του υδρογόνου αποτελεί ένα πολύ χρήσιμο και απαραίτητο μέσο διαχωρισμού των αστέρων διαφορετικής λαμπρότητας. Εντούτοις, στους φασματικούς τύπους αστεριών προγενέστερων του O9, οι παρατηρούμενες έντονες γραμμές H, HeI και HeII σχηματίζονται κατά κύριο λόγο πάνω από την κύρια φωτόσφαιρα και εδώ ο υπερισχύον παράγοντας πλάτυνσης είναι η χαοτική κίνηση όχι το φαινόμενο Stark. Άρα, αφού μεγάλες χαοτικές κινήσεις μπορούν να συμβούν τόσο μέσα σε ένα εκτεταμένο κέλυφος γύρω από ένα αστέρι της κυρίας ακολουθίας όσο και μέσα στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα ενός υπεργίγαντα, οι φαινόμενες εντάσεις των γενικά επιλεγμένων κριτηρίων λαμπρότητας δεν μας δίνουν μια αληθινή διακριση στην λαμπρότητα των αστέρων προγενέστερων φασματικών τύπων. Μας επιτρέπουν απλά να απομονώσουμε άστρα με εκτεταμένα περιβλήματα. Αυτό που λείπει είναι ένα φασματοσκοπικό κριτήριο το οποίο να μπορεί να χρησιμοποιηθεί για να υπολογίσουμε την ακτίνα της φωτόσφαιρας του

αστερα ,παρά την ακτίνα της εκτεταμένης ατμόσφαιρας η οποία παρατηρείται στις συχνότητες των γραμμών. Τα επιπρόσθετα κριτήρια που επέλεξε ο Hack (1963) δεν ικανοποιούν καλλίτερα την παραπάνω απαίτηση απ' ότι τα ήδη καθιερωμένα κριτήρια. Δυστυχώς όπως λέχθηκε στο κεφάλαιο III οι διαθέσιμες ανεξάρτητες πληροφορίες για τις αποστάσεις των Ο τύπου αστέρων δεν είναι αρκετά ακριβείς ώστε να τακτοποιήσουμε το ζήτημα της λαμπρότητας των Ο αστέρων χωρίς να ανατρέξουμε στην θεωρία σχηματισμού γραμμών στις αστρικές ατμόσφαιρες .Αυτή η θεωρία αναφέρει ότι αστρικές ατμόσφαιρες στις οποίες το g είναι μικρό και η βαθμίδα της ακτινοβολιακής πίεσης καθώς και η βαθμίδα της τυρβώδους πίεσης είναι μεγάλες δεν είναι δυνατόν να υφίστανται.

4. P Cygni

4.1 Το φάσμα του P. Cygni

Αυτός ο αστέρας (HD 193237) είναι ένα από τα πρώτα αστέρια που ανακαλύφθηκαν στα οποία το φάσμα κυριαρχείται από αρκετά αιχμηρές γραμμές εκπομπής οι οποίες συνοδεύονται από ισχυρές, προς το κυανό μετατοπισμένες, γραμμές απορρόφησης. Εκτός από τις γραμμές εκπομπής, το φάσμα μοιάζει με αυτό ενός B1 υπεργίγαντα. Αυτό το άστρο αποτελεί ένα αρχέτυπο αστέρα. Οι σχετικά αιχμηρές γραμμές εκπομπής συνοδευόμενες από, προς την μπλέ περιοχή, μετατοπισμένες, συνιστώσες απορρόφησης ονομάζονται "P. Cygni (Πι του Κύκνου) γραμμές".

Ο αστέρας P. Cygni είναι διαφορετικός από τους συνήθεις υπεργίγαντες στο ότι η λαμπρότητά του έχει μεταβληθεί κατά διάφορα μεγέθη μέσα στη διάρκεια του ιστορικού χρόνου.

Μια περίληψη της λεπτομερούς ιστορίας των γνωστών φωτεινών μεταβολών του P. Cygni έχει δωθεί από τον Beals (1950). Τα χεί-λάιτ είναι τα ακόλουθα : Στις 8 Αυγούστου του 1600 παρατηρήθηκε ότι ο P. Cygni ήταν στο τρίτο μέγεθος όπου παρέμεινε μέχρι το 1606. Πριν από εκείνη τη χρονολογία ο αστέρας ήταν ορατός με γυμνό μάτι. Μέχρι το 1620 ήταν περίπου στο 6ο μέγεθος. Ανάμεσα στο 1626 και το 1654 ο P. Cygni δεν ήταν ορατός με γυμνό μάτι. Το 1655 έγινε ξανά λαμπρότερος φθάνοντας στο 5ο μέγεθος και έπειτα στο 3,5 όπου παρέμεινε μέχρι το 1659. Η λαμπρότητά του μειώθηκε μέχρι που το 1662 δεν ήταν πλέον ορατός. Το 1665 το άστρο ήταν κοντά στο 6ο μέγεθος και τρεμόπαιζε, όντας μερικές φορές λιγότερο, και άλλοτε περισσότερο, λαμπρό. Το 1715 ο P. Cygni έφθασε στο μέγεθος 5,2 και από τότε καμία σημαντική μεταβολή στην λαμπρότητά του δεν έχει σημειωθεί.

Μια ανίχνευση έντασης του φάσματος του P Cygni στη φασματική περιοχή από 3925 Å έως 4000 φαίνεται στο Σχήμα 48. Η κάθετη κλίμακα είναι γραμμική. Η κάτω γραμμή του σχεδίου αντιστοιχεί σε "καθαρό επίπεδο". Αυτή η ανίχνευση έγινε από ένα φασματογράφημα στα 2 Å/mm και πάρθηκε από τον Herbig (1962) με τον coude' φασματογράφο του, 120 ιντσών, τηλεσκοπίου του παρατηρητηρίου Lick. Διάφοροι τυπικοί σχηματισμοί είναι εμφανείς στο σχήμα. Το προφίλ απορρόφησης και εκπομπής της γραμμής λ3995 του N II την καθιστούν μια τυπική "P. Cygni γραμμή". Η κορυφή της

γραμμής εκπομπής αντιστοιχεί σε μήκος κύματος κοντά στο μήκος κύματος του εργαστηρίου ενώ ο πυρήνας της γραμμής απορρόφησης είναι μετατοπισμένος κατά 90 Km/sec προς το κυανό. Η ασθενέστερη γραμμή του N II στο λ3956 παρουσιάζει μια παρόμοια δομή. Υπάρχει, παρ' όλ' αυτά, μόνο μια πολύ ασθενής συνιστώσα εκπομπής για το He I στο λ3926 (2^1P-8^1D) που είναι αρκετά ισχυρή στην απορρόφηση. Σε αυτήν την περίπτωση, η συνιστώσα απορρόφησης είναι επίσης μετατοπισμένη περίπου 90 km/sec προς τα μικρά μήκη κύματος.

Η πολύπλοκη δομή κοντά στην He αποτελείται από μια, προς το μπλέ, μετατοπισμένη συνιστώσα απορρόφησης που οφείλεται στο O I λ3973, μια κορυφή εκπομπής και μια, προς το μπλέ μετατοπισμένη, συνιστώσα απορρόφησης εξαιτίας της He καθώς και από μια παρόμοια δομή από τη γραμμή He I λ3965 ($2^1S-4^1P^0$). Υπάρχει επίσης μια πολύ αιχμηρή συνιστώσα απορρόφησης (πιθανότατα διπλή) εξαιτίας του μεσοαστρικού Ca I λ3968. Μια μεσοαστρική γραμμή απορρόφησης εξαιτίας του CH^+ είναι ορατή στο λ3958 και μια πολύπλοκη γραμμή εξαιτίας του Ca II μπορεί να παρατηρηθεί στο λ3933. Φαίνεται πως υπάρχουν τουλάχιστον δυο K συνιστώσες του Ca II που σχηματίζονται στην διαστελλόμενη ατμόσφαιρα. Αυτές βρίσκονται δεξιά (προς τα μικρά μήκη κύματος) σε σχέση με τους μεσοαστρικούς σχηματισμούς. Δεν υπάρχει εκπομπή από το Ca I λ3933. Οι συνιστώσες απορρόφησης εξαιτίας του Ca I λ3968 είναι δύσκολο να ανιχνευτούν λόγω ανάμειξης με την γραμμή εκπομπής από το He I λ3965 και τη γραμμή απορρόφησης He. Αυτές ίσως αντιστοιχούν στα κυρτώματα που φαίνονται στην αριστερή πλευρά της γραμμής εκπομπής του He I. Είναι φανερό ότι το φάσμα του P Cygni είναι πολύ περίπλοκο και ότι υψηλής διασποράς φασματογραφήματα απαιτούνται για να διαχωρισθούν οι διάφορες συνιστώσες. Ασθενείς πτέρυγες εκπομπής εμφανίζονται και στις δύο πλευρές της γραμμής He. Ίσως να είναι κάτι αντιστοιχο με τους ασθενείς, διευρυμένους, σχηματισμούς εκπομπής που βρέθηκαν από τον R. Wilson για τον υπεργίγαντα HD 190603,

Ο Beals (1950) έδωσε μια λεπτομερή περιγραφή του φάσματος του P Cygni έχοντας συνθέσει μια λίστα γραμμών και αναγνωρίσεων. Πολλές γραμμές αποτελούνται από συνιστώσες εκπομπής και απορρόφησης. Για μερικές γραμμές παρατηρείται μονάχα εκπομπή. Για άλλες πάλι μόνο απορρόφηση. Ο Beals παρατήρησε ότι ο λόγος της έντασης εκπομπής προς την ένταση απορρόφησης είναι μεγαλύτερος για φάσματα χαμηλού δυναμικού ιονισμού. Οι γραμμές Balmer του υδρογόνου είναι οι ισχυρότερες από τις γραμμές εκπομπής. Τα φάσματα των He I και N I I είναι μετρίως ισχυρά ως προς την εκπομπή όπως μπορεί να φανεί από το Σχήμα 48. Φάσματα που έχουν υψηλό δυναμικό ιονισμού όπως το N II και το Si IV εμφανίζονται μόνο στην απορρόφηση. Το N III multiplet λ4634-41 που εμφανίζεται στην εκπομπή των Of αστέρων σαν αποτέλεσμα ενός κύκλου που αφορά στη γραμμή εκπομπής λ303 του He I I είναι πολύ αθηνές στην εκπομπή. Μια άλλη τυπική γραμμή εκπομπής Of αστέρων, η C III λ5696, είναι επίσης πολύ ασθενής στην εκπομπή αν και ισχυρή στην απορρόφηση. Ο Beals δεν αναφέρει την He II λ4686 να είναι παρούσα σε απορρόφηση ή εκπομπή. Φαίνεται πως λίγα ιόντα He^+ υπάρχουν στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα γύρω από τον P Cygni και ότι η ροή στη γραμμή He I λ303 δεν είναι μεγάλη.

4.2 Ιδομορφίες στο φάσμα του P Cygni

Οι σχετικές εντάσεις των γραμμών εκπομπής και απορρόφησης που σχηματίζονται στο κέλυφος του P Cygni παρουσιάζουν διάφορους γρίφους. Ο Beals παρατήρησε ότι οι γραμμές Na I στα 5890 και 5896 εμφανίζονται ασθενώς στην εκπομπή και ότι η εκπομπή διασταυρώνεται με ισχυρές μεσοαστρικές γραμμές απορρόφησης. Υπάρχουν επίσης, προς το μπλε, μετατοπισμένες, συνιστώσες απορρόφησης που σχηματίζονται στην εκτεταμένη αστρική ατμόσφαιρα. Δεν υπάρχει, εντούτοις, εκπομπή στις γραμμές συντονισμού του Ca I I. Ο Beals υποπτεύθηκε ότι μια γραμμή εκπομπής ίσως υπάρχει στο Ca I I 3933 και ότι αυτή απορροφήθηκε από τις μεσοαστρικές γραμμές. Εντούτοις, το διάγραμμα έντασης στο σχήμα 48 φανερώνει ότι κάτι τέτοιο δεν μπορεί να ισχύει, επειδή η μεσοαστρική γραμμή είναι πιο αιχμηρή από τους σχηματισμούς εκπομπής που προέρχονται από το κέλυφος. Εάν υπήρχε μια Ca I I γραμμή εκπομπής τόσο ισχυρή όσο αυτές που παρατηρούνται για το Na I, θα υπήρχε μια στενή κορυφή εκπομπής προς την αριστερή πλευρά (μεγαλύτερα μήκη κύματος) των σχηματισμών της συνδιασμένης αστρικής και μεσοαστρικής απορρόφησης. Κάτι τέτοιο δεν παρατηρείται.

Η απουσία γραμμών εκπομπής Ca I I και η παρουσία γραμμών εκπομπής Na I αποτελεί ένα αίνιγμα. Στο ηλιακό φάσμα και στο φάσμα των K και G γιγάντων οι γραμμές του Ca I I συχνά εμφανίζονται στην εκπομπή, όμως γραμμές του Na I δεν παρατηρούνται στην εκπομπή, πράγμα αντίστροφο αυτού που συμβαίνει στην ατμόσφαιρα του P Cygni. Στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα του P Cygni υπάρχει ένα αμάλγαμα ατόμων, ιόντων και ακτινοβολίας, και το πεδίο ακτινοβολίας θα πρέπει σίγουρα να περιέχει πολύ ισχυρές γραμμές εκπομπής της σειράς Lyman του υδρογόνου και της σειράς συντονισμού $1^1S-n^1P^0$ του He I όπως επίσης και συνεχές εκπομπής από υδρογόνο και ουδέτερο ήλιο. Η ακανόνιστη κατανομή έντασης του πεδίου ακτινοβολίας που πέφτει πάνω στα άτομα και στα ιόντα στο κέλυφος προκαλεί, κατά πάσα πιθανότητα, μετατοπίσεις από την ισορροπία ιονισμού και διέγερσης που αναμένεται σε μια κανονική αστρική ατμόσφαιρα σε κατάσταση θερμικής ισορροπίας.

Η εκπομπή Na I είναι πιθανότατα το αποτέλεσμα του ιονισμού των ατόμων του Na από ακτινοβολία ενέργειας μεγαλύτερη από 5,138 volts, που σημαίνει μήκη κύματος μικρότερα από 2413 Å περίπου. Τα ιόντα Na^+ ξανασυνδέονται με ηλεκτρόνια και κατόπιν μεταπηδούν στη βασική ενεργειακή στάθμη εκπέμποντας γραμμές Na D. Το δυναμικό ιονισμού του Ca^+ είναι 11.87 volts και ιονισμός από τη βασική στάθμη μπορεί να προκληθεί από ακτινοβολία με μήκος κύματος μικρότερο από 1044 Å περίπου. Συνεπώς θα περίμενε κανείς ο ιονισμός του Ca^+ να οφείλεται σε μεγάλο ποσοστό σε γραμμές Lyman β (1025) καθώς επίσης και σε ακτινοβολία με μικρότερα μήκη κύματος. Εάν τα παραγόμενα ιόντα Ca^{++} ξανασυνδεθούν στη συνέχεια με ηλεκτρόνια θα περιμέναμε να εκπέμπουν γραμμές του φάσματος του Ca II καθώς μεταπηδούν στη βασική στάθμη. Οι 3 κατώτεροι όροι του φάσματος του Ca II είναι οι 4^2S , 3^2D , και 4^2P^0 . Ήταν το διεγερμένο ιόν φθάνει στη στάθμη 4^2P^0 μπορεί να μεταπηδήσει στη βασική κατάσταση, 4^2S , εκπέμποντας τις γνωστές H και K γραμμές, ή μπορεί να μεταπηδήσει στη στάθμη 3^2D εκπέμποντας αυτό που συνηθίζουμε να αποκαλούμε υπέρυθρη τριπλέτα του Ca II στα 8498, 8542, και 8662. Οι στάθμες 3^2D είναι

μετασταθείς. Τα άτομα μπορούν να μετακινηθούν από αυτές τις στάθμες μόνο ύστερα από συγκρούσεις ή απορρόφηση ακτινοβολίας. Πιστεύουμε ότι στην περίπτωση του ήλιου οι μεταπτώσεις, λόγω συγκρούσεων, από την 3^2D έχουν να κάνουν με τον καθορισμό της έντασης των γραμμών εκπομπής που βλέπουμε στις Η και Κ. Οι Athay και Zirker (1962) έχουν επίσης συζητήσει τις συνέπειες του ιονισμού από τις στάθμες 3^2D και 4^2P^0 από τις Lyman α. Στην περίπτωση του P Cygni η πιθανότητα ιονισμού από τις στάθμες 3^2D λόγω απορρόφησης ενός κβάντου της Lyman α ακτινοβολίας πρέπει να ληφθεί υπόψη. Η ενέργεια της Lyman α είναι $82258,9 \text{ cm}^{-1}$, μόλις λίγο παραπάνω από την ενέργεια ιονισμού των $82097,8 \text{ cm}^{-1}$ από τη στάθμη $3^2D^{3/2}$ ή $82037,1 \text{ cm}^{-1}$ από τη στάθμη $3^2D^{5/2}$. Ιονισμοί από τις στάθμες 3^2D λόγω απορρόφησης ενός κβάντου της Lyman α εντούτοις καθιστούν πιο πιθανή την εμφάνιση κβάντων των γραμμών Κ και Η του Ca II στην εκπομπή στο φάσμα του P Cygni. Τέτοια κβάντα δεν παρατηρούνται ούτε υπάρχει εκπομπή στις γραμμές της υπέρυθρης τριπλέτας (Merrill, 1934). Συνεπώς η διαδικασία επανασύνδεσης $\text{Ca}^{++} + e$ δεν μπορεί να είναι ιδιαίτερα αποτελεσματική στην ατμόσφαιρα του P Cygni.

Ένας τρόπος να εμποδίσουμε την μεγάλη ρυθμού επανασύνδεση ιόντων Ca^{++} με ηλεκτρόνια είναι να ανεβάσουμε τα Ca^{++} ιόντα σε διεγερμένες καταστάσεις. Ένας άλλος τρόπος είναι να προχωρήσουμε τον ιονισμό ένα βήμα παραπέρα. Αφού το δυναμικό ιονισμού του Ca^{++} είναι 51,21 Volts, που αποτελεί ενέργεια υψηλότερη από τη μέση ενέργεια που παρατηρείται στο φάσμα του P Cygni, είναι μάλλον απίθανο ο τρίτος ιονισμός του ασβεστίου από τη βασική στάθμη του Ca^{++} να αποτελεί την κύρια διαδικασία που εμποδίζει μια αποτελεσματική επανασύνδεση του Ca^{++} με ηλεκτρόνια. Πλέον οι χαμηλότερες διεγερμένες καταστάσεις του Ca^{++} βρίσκονται γύρω στα 25 με 57 volts πάνω από τη βασική στάθμη. Αυτή η ενέργεια είναι μόλις μεγαλύτερη από την πρωταρχική ενέργεια ιονισμού του ουδέτερου ηλίου. Φαίνεται πως υπάρχει ένα σημαντικό πεδίο ακτινοβολίας στις παραπάνω ενέργειες που προκύπτει από το συνεχές 1^1S του He I. Συνεπώς θα πρέπει να αποδώσουμε την απουσία εκπομπής στις γραμμές λ3933 και λ3968 του Ca II σε ανεπαρκή διαδικασία επανασύνδεσης $\text{Ca}^{++} + e$ επειδή πολλά από τα ιόντα Ca^{++} βρίσκονται σε διεγερμένες καταστάσεις. Η δράση ενός τέτοιου παράγοντα "ανεπάρκειας" δεν αναμένεται να είναι σημαντική στην περίπτωση των Na^+ ιόντων αφού οι πρώτες διεγερμένες καταστάσεις των ιόντων Na^+ βρίσκονται σχεδόν 33 volt πάνω από τη βασική στάθμη, και το φάσμα του P Cygni δεν αναμένεται να προκαλεί αρκετή ακτινοβολία αυτής της ενέργειας. Συνεπώς τα ιόντα Na^+ μάλλον θα παραμείνουν στη βασική τους κατάσταση και ένα φάσμα κανονικής επανασύνδεσης αναμένεται για το Na^+ .

Η εντάσεις εκπομπής και απορρόφησης στο φάσμα του Si II δεν είναι όπως αναμένονται από τη σύγκριση με εργαστηριακά φάσματα και με κανονικά αστρικά φάσματα. Συνήθως γραμμές από το multiplet νούμερο 1 στα λ3853, λ3856 και λ3862, από το multiplet 2 στα λ6347 και λ6371, και από το multiplet 3 στα λ4128 και λ4130 είναι αρκετά ισχυρές στην απορρόφηση, ενώ γραμμές από το multiplet 4 στα λ5957 και λ5978 και από το multiplet 5 στα λ5041 και λ5056 είναι ασθενέστερες. Όλες αυτές οι γραμμές έχουν συγκρίσιμες εντάσεις σε μια εκκένωση κενής καθόδου. Στον P Cygni, εντούτοις, αρκετά ισχυροί σχηματισμοί εκπομπής συνοδευόμενοι από ασθενείς, προς τα μικρά μήκη κύματος μετατοπισμένες, συλλογικές απορρόφησης προκύπτουν στις γραμμές των multiplet 2, 4 και 5 ενώ οι

γραμμές εκπομπής και απορρόφησης είναι ασθενείς ή και απύσες στα μήκη κύματος των multiplet 1 και 3.

Οι Struve και Roach (1939) έχουν στρέψει την προσοχή τους στο γεγονός ότι οι γραμμές του Si III για το multiplet $4^3P^0-4^3D$ στα $\lambda 3791$, $\lambda 3796$ και $\lambda 3806$ και η γραμμή $4^3D-5^3F^0$ στα $\lambda 3487$ εμφανίζονται μόνο στην εκπομπή, ενώ το αρκετά γνωστό multiplet $3^3S-4^3P^0$ στα $\lambda 4552$, $\lambda 4568$ και $\lambda 4574$ εμφανίζεται έντονα στην απορρόφηση με ασθενείς μόνο πτέρυγες εκπομπής προς τα μεγάλα μήκη κύματος. Αυτή η συμπεριφορά αποτελεί κατά πάσα πιθανότητα ένα φαινόμενο "αραίωσης" (dilution effect) σαν αυτά που γνωρίζουμε ότι συμβαίνουν για το He I. Οι γραμμές από τη στάθμη 4^3S του Si III μπορεί να είναι ενισχυμένες στην απορρόφηση σε μια εκτεταμένη ατμόσφαιρα όπου το πεδίο ακτινοβολίας δε βρίσκεται σε θερμική ισορροπία και η ηλεκτρονική θερμοκρασία είναι υψηλή. Η στάθμη 4^3S του Si III βρίσκεται πάνω από τις στάθμες 3^3P^0 που είναι μετασταθείς.

Οι γραμμές από τα μετασταθή 2^3S επίπεδα και από τη στάθμη 2^1S του He I είναι ιδιαίτερα ενισχυμένες στην απορρόφηση στο φάσμα του P Cygni. Αυτό είναι αναμενόμενο για μια ατμόσφαιρα όπου το πεδίο ακτινοβολίας είναι "αραιωμένο" (dilute). Από τα φαινόμενα "αραίωσης" στο φάσμα του He I οι Struve και Roach εκτιμούν ότι στην περίπτωση του P Cygni η ακτίνα του διαστελλόμενου κελυφους είναι περίπου 2,5 φορές η ακτίνα της αστρικής φωτόσφαιρας.

Πιο πρόσφατα ο Ghobros (1962) έχει κάνει μια λεπτομερή ποσοτική μελέτη της ισχύς των γραμμών του υδρογόνου και του ηλίου στο φάσμα του P Cygni, λαμβάνοντας υπόψη τα φαινόμενα "αραίωσης". Βρίσκει ότι η σχετική ένταση των γραμμών εκπομπής του ηλίου μπορεί να ερμηνευθεί υιοθετώντας μια θερμοκρασία ακτινοβολίας 25000° , μια θερμοκρασία ηλεκτρονίων 10000° και ένα παράγοντα "αραίωσης" κοντά στο 0,03 για το εκπεμπον κέλυφος. Συνεπώς, αυτή η εκτίμηση της ακτίνας του εκπέμποντος κελυφους είναι περίπου η ίδια με αυτήν των Struve και Roach. Ο Ghobros επιχειρεί επίσης να ερμηνεύσει την παρατηρούμενη ισχύ των γραμμών απορρόφησης του He I απλώς μέσα στα πλαίσια της θεωρίας της καμπύλης ανάπτυξης για το σχηματισμό γραμμών απορρόφησης σε μια στατική εκτεταμένη ατμόσφαιρα. Παρ' όλα αυτά, από τη στιγμή που οι μετατοπίσεις Doppler στη διαστελλόμενη ατμόσφαιρα του P Cygni μας δίνουν την εικόνα μιας διαφορετικής φυσικής κατάστασης από αυτή που προβλέπει η θεωρία, λίγη σημασία μπορεί να δωθεί στα αποτελέσματα του Ghobros στην περίπτωση γραμμών απορρόφησης.

Οι σχετικές εντάσεις των συνιστωσών εκπομπής των γραμμών Balmer και Paschen του υδρογόνου στο φάσμα του P Cygni έχουν απασχολήσει τους Merrill και Wilson (1934) καθώς και τους Burbidge και Burbidge (1955). Αυτοί οι συγγραφείς είναι σε θέση να δείξουν ότι οι παρατηρούμενες εντάσεις εκπομπής είναι συμβατές με μια θερμοκρασία ηλεκτρονίων στην εκτεταμένη ατμόσφαιρα κοντά στα 15000° και με μια ακτίνα για το εκπέμπον κέλυφος διπλάσια ή τριπλάσια της αστρικής φωτόσφαιρας.

Προσοχή έχει δοθεί κατά το παρελθόν στην αναπάντεχα μεγάλη ένταση στην απορρόφηση και στην εκπομπή της γραμμής στα $\lambda 4396A$. Οι Struve και Roach, εντούτοις, έχουν επισημάνει ότι αυτή η γραμμή αποτελεί πιθανότατα μια ανάμειξη των γραμμών O II $\lambda 4395,95$ και Fe III $\lambda 4395,76$. Σε αυτήν την περίπτωση η φαινόμενη ένταση δεν είναι ανώμαλη, επειδή οι γραμμές του Fe III είναι ισχυρές στο φάσμα του P Cygni.

4. 3 Οι μετατοπίσεις ακτινικής ταχύτητας στο φάσμα του P Cygni

Οι μετατοπίσεις λόγω ακτινικής ταχύτητας των γραμμών εκπομπής παραμένουν σχεδόν σταθερές στα -13 km/sec περίπου (Beals 1950, Adams και Merrill 1957). Δεν εμφανίζουν σημαντικές μεταβολές από το 1900 και μετά. Αυτή η ταχύτητα αντιπροσωπεύει πιθανότατα την κίνηση του αστέρα. Υπάρχει κάποια διασπορά στα αποτελέσματα, όχι όμως περισσότερη από αυτή που μπορεί να αποδοθεί στις δυσκολίες μέτρησις των σχηματισμών της συνδιασμένης απορρόφησης και εκπομπής που παρατηρούνται. Αυτές οι μετατοπίσεις και εντάσεις των γραμμών απορρόφησης εμφανίζουν που και που μεταβολές και μερικές φορές δύο συνιστώσες απορρόφησης διακρίνονται καθαρά και άλλωτε όχι. Ο διαχωρισμός των γραμμών απορρόφησης σε δύο συνιστώσες φαίνεται καθαρότερα στις γραμμές του υδρογόνου, στις γραμμές του He I που ενισχύονται λόγω φαινομένων “αραίωσης” (dilution effects) και στις ισχυρότερες γραμμές Fe III που προέρχονται από μετασταθείς στάθμες.

Ο Herbig (1962) παρατήρησε ότι σε φασματογραφήματα του P Cygni υψηλής διασποράς (2Å/mm), που πάρθηκαν από τον coude' φασματογράφο με 120 ιντσών κάτοπτρο στις 8 και 9 Αυγούστου του 1960, εμφανίζονται αιχμηρές γραμμές απορρόφησης του Ni II ανάμεσα στα $\lambda 3370$ και $\lambda 3770$. Αυτές οι γραμμές δεν έχουν πτέρυγες εκπομπής και εμφανίζουν μετατόπιση -213 km/sec , νούμερο που συγκαταλέγεται ανάμεσα στις μεγαλύτερες, προς το κυανό, μετατοπίσεις που βρέθηκαν για τις συνιστώσες απορρόφησης του P Cygni. Η κύρια συνιστώσα απορρόφησης του P Cygni βρίσκεται περίπου στα -130 km/sec για τις περισσότερες γραμμές. Ο Herbig παρατήρησε επίσης ότι μερικές από τις ισχυρότερες γραμμές του Ni II έχουν μία ασθενέστερη συνιστώσα περίπου στα -230 km/sec . Είναι προφανές ότι το διαστελλόμενο κέλυφος του P Cygni αποτελείται από άτομα κινούμενα με διαφορετικές ταχύτητες και τα οποία μερικές φορές προκαλούν πολλαπλές συνιστώσες απορρόφησης.

Είναι ενδιαφέρον το ότι ο Beals (1960) βρήκε ότι οι ισχυρότερες συνιστώσες απορρόφησης του Na I βρίσκονται περίπου στα -205 km/sec , ενώ οι πιο ασθενείς συνιστώσες βρίσκονται στα -130 km/sec . Οι γραμμές απορρόφησης του N II και του O II εμφανίζονται λιγότερο μετατοπισμένες κοντά στα -100 km/sec και -80 km/sec αντίστοιχα, ενώ οι γραμμές των Si IV, N III, και C III βρίσκονται στην γειτονιά των -30 km/sec . Το απλούστερο συμπέρασμα που μπορεί να προκύψει είναι ότι η ταχύτητα της διαστολής είναι μεγαλύτερη στο ψυχρό, εξωτερικό τμήμα του κελύφους. Επιλέγοντας αυτήν την ερμηνεία θεωρούμε ότι το επίπεδο (στάθμη) ιονισμού και διέγερσης στην διαστελλόμενη ατμόσφαιρα ελαττώνεται προς τα έξω και ότι το αέριο επιταχύνεται προς τα έξω. Ο συσχετισμός που παρατηρούμε συνίσταται απλά στο ότι οι γραμμές απορρόφησης που καταδεικνύουν τις μεγαλύτερες ταχύτητες διαστολής μπορούν να παρατηρηθούν στην κατώτερη στάθμη ιονισμού και διέγερσης του αερίου. Κατά πάσα πιθανότητα, η πραγματική ερμηνεία των παρατηρήσεων θα λάβει υπόψη της και των αριθμό των ατόμων που κινούνται σε κάθε ταχύτητα.

Οποιαδήποτε θεωρία του σχηματισμού των φασματικών γραμμών σε μια κινούμενη ατμόσφαιρα όπως αυτή του P Cygni, ή οι ατμόσφαιρες των Wolf-Rayet αστέρων, πρέπει να λάβουν υπ' όψη τους, παραπάνω τύπου,

συσχετισμούς. Ο Munch (1950) πρότεινε ότι ένας παρόμοιος συσχετισμός ανάμεσα στην ταχύτητα διαστολής και στο επιπέδο ιονισμού υπάρχει στην ατμόσφαιρα της Wolf-Rayet συνιστώσας του V444 Cygni. Όπως και οι Wolf-Rayet αστέρες, ο P Cygni είναι ένας αστέρας που φαίνεται να βρίσκεται σε ημι-ισορροπία αν και εκτοξεύει υλικό με μεγάλες ταχύτητες. Δεν γνωρίζουμε ποιός είναι ο αριθμός σωματιδίων που εκτοξεύονται κάθε δευτερόλεπτο σε κάθε ταχύτητα ούτε εάν αυτή η πυκνότητα αλλάζει σημαντικά με τον χρόνο. Γνωρίζουμε παρ' όλ' αυτά ότι η όλη διαδικασία δεν είναι κάτι που λαμβάνει χώρα μέσα σε λίγες ώρες ή μέρες όπως στην περίπτωση των εκρήξεων novae, αλλά αποτελεί κάτι που έχει φθάσει σε μια ευσταθή κατάσταση ύστερα από μία χρονική περίοδο 50 τουλάχιστον χρόνων.

4.4 Το οπτικό απόλυτο μέγεθος του P Cygni

Δεν ήμαστε απόλυτα βέβαιοι για το οπτικό απόλυτο μέγεθος του P Cygni. Από τις εντάσεις των μεσοαστρικών γραμμών και λαμβάνοντας υπ' όψη ότι ο P Cygni ίσως να συσχετίζεται με το σμήνος NGC 6871, ο Beals κατέληξε στο συμπέρασμα ότι ο P Cygni βρίσκεται σε μια απόσταση 1200 parsec. Σε συμφωνία με τα παραπάνω, το οπτικό απόλυτο μέγεθος είναι -6,3 εάν υποθεθεί ότι η απορρόφηση είναι 0,8 μεγέθη ανά kiloparsec. Λόγω των γραμμών εκπομπής στο φάσμα του δεν μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε το δείκτη χρώματος B-V και ένα υιοθετημένο εγγενές χρώμα προκειμένου να έχουμε μια ακριβή εκτίμηση της μετατόπισης προς το ερυθρό και κατά συνέπεια της απορρόφησης. Η Arkhipova (1963) έχει μετρήσει τις φασματοφωτομετρικές βαθμίδες 20 αστέρων προγενέστερου τύπου με γραμμικό φάσμα εκπομπής χρησιμοποιώντας φάσμα αντικειμενικού πρίσματος και έχει εκτιμήσει θερμοκρασίες χρώματος. Κάνει και μια διόρθωση για την μεσοαστρική μετατόπιση προς το ερυθρό. Η Arkhipova καταλήγει στο ότι ο P Cygni και οι HD 242257, HD 45910, HD 51480, HD169515, HD 207757, και ο MWC 374 "υποφέρουν" από εγγενής μετατόπιση προς το ερυθρό καθώς και μετατόπιση προς το ερυθρό λόγω μεσοαστρικής απορρόφησης. Αυτή η εγγενής μετατόπιση προκαλείται πιθανότατα από τη διαστολή του κελυφους, είναι μικρή σε μέγεθος, αλλά φαίνεται πως είναι πραγματική. Όλα τα παραπάνω άστρα έχουν ανώμαλο φάσμα και συνεπώς είναι μάλλον υπερβολικό το να περιμένουμε να έχουν τα ίδια εγγενή χρώματα με κανονικά άστρα των καθορισμένων φασματικών τύπων.