



ΑΡΙΣΤΟΤΕΛΕΙΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΘΕΣΣΑΛΟΝΙΚΗΣ

ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ

ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ

ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ, ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ ΚΑΙ ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ

Βασιλική Κούσκουρα

Μέθοδοι ανίχνευσης εκρήξεων υπερκαινοφανών
σε κοντινούς γαλαξίες
Επεξεργασία ψηφιακών εικόνων

Επιβλέπων
Καθηγητής, Ιωάννης Χ. Σειραδάκης

Θεσσαλονίκη
Σεπτέμβριος 2007

ΠΡΟΛΟΓΟΣ

Η παρούσα διπλωματική εργασία με τίτλο "**Μέθοδοι ανίχνευσης εκρήξεων υπερκαινοφανών σε κοντινούς γαλαξίες: Επεξεργασία ψηφιακών δεδομένων**" εκπονήθηκε κατά το θερινό εξάμηνο του ακαδημαϊκού έτους 2006-2007 στον Τομέα Αστρονομίας, Αστροφυσικής και Μηχανικής, του Τμήματος Φυσικής, της Σχολής Θετικών Επιστημών, του Αριστοτελείου Πανεπιστημίου Θεσσαλονίκης. Η εργασία ολοκληρώθηκε υπό την επίβλεψη του Καθηγητή Ιωάννη Χ. Σειραδάκη.

Σκοπός της εργασίας είναι η ανάπτυξη λογισμικού το οποίο επεξεργάζεται αστρονομικές ψηφιακές εικόνες και ανιχνεύει εκρήξεις υπερκαινοφανών αστερών σε γαλαξίες. Το λογισμικό αναπτύχθηκε σε περιβάλλον Linux με χρήση πακέτων του *Starlink Software Collection*, ένα λογισμικό που χρησιμοποιείται στην επεξεργασία αστρονομικών ψηφιακών εικόνων. Εκτός από τη δημιουργία του λογισμικού, η εργασία επεκτείνεται και σε θεωρητικά θέματα γύρω από τους υπερκαινοφανείς αστέρες και την παρατήρηση εκρήξεων υπερκαινοφανών.

Οφείλω να ευχαριστήσω τον Καθηγητή Ιωάννη Χ. Σειραδάκη τόσο για την ανάθεση όσο και για την επίβλεψη της παρούσας εργασίας. Η βοήθεια που μου προσέφερε ήταν σημαντική για την ολοκλήρωση της. Τα δεδομένα που χρησιμοποιήθηκαν στην παρούσα εργασία αποτελούν παρατηρήσεις του κ. Κώστα Εμμανουηλίδη.

Θεσσαλονίκη, Σεπτέμβριος 2007

Βασιλική Κούσκουρα

ΠΕΡΙΛΗΨΗ

Στο 1^ο κεφάλαιο περιγράφονται τα γενικά χαρακτηριστικά των υπερκαινοφανών αστέρων. Αναφέρονται οι αρχαιότερες καταγεγραμμένες παρατηρήσεις υπερκαινοφανών στο Γαλαξία μας και τα κριτήρια για την ταξινόμηση τους. Η ταξινόμηση των υπερκαινοφανών σε διάφορους Τύπους γίνεται στο 2^ο κεφάλαιο όπου και περιγράφονται με λεπτομέρεια οι διάφοροι Τύποι υπερκαινοφανών. Συγκεκριμένα γίνονται λεπτομερείς περιγραφές για τους μηχανισμούς με τους οποίους σχηματίζονται καθώς επίσης για τις μορφές των φασμάτων καθώς και των καμπύλων φωτός. Στο 3^ο κεφάλαιο παρουσιάζονται τα υπολείμματα των υπερκαινοφανών αστέρων. Εδώ γίνεται η κατηγοριοποίησή τους σύμφωνα με τα βασικά τους χαρακτηριστικά. Ακολουθεί σύντομη περιγραφή της εξέλιξής τους ενώ δίνεται προσοχή στη σημασία που έχουν οι εκρήξεις υπερκαινοφανών για την εξέλιξη της ζωής στο σύμπαν. Το 4^ο κεφάλαιο ξεκινά με παρουσίαση κάποιων επαγγελματικών αστρονομικών προγραμμάτων που ασχολούνται με την ανίχνευση υπερκαινοφανών και συνεχίζει με αντίστοιχη παρουσίαση ομάδων ερασιτεχνών αστρονόμων. Ακολουθεί αναφορά στον εξοπλισμό που χρησιμοποιείται κυρίως από ερασιτέχνες αστρονόμους, όπως τα μικρά τηλεσκόπια και οι CCD κάμερες. Τέλος, αναφέρεται ο τρόπος με τον οποίο προσδίδονται οι ονομασίες των υπερκαινοφανών και οι υπόλοιπες πληροφορίες που τους χαρακτηρίζουν. Το 5^ο κεφάλαιο αποτελεί περιγραφή του λογισμικού *Starlink*. Αρχικά γίνεται κατηγοριοποίηση του λογισμικού σε διάφορους τομείς, ανάλογα με το είδος των εφαρμογών. Στη συνέχεια περιγράφεται η δομή δεδομένων *NDF* που χρησιμοποιεί το *Starlink* στις εφαρμογές του. Ακολουθεί αναφορά των πακέτων *Figaro* και *Gaia* καθώς και αναλυτική περιγραφή των εντολών του *Figaro* που χρησιμοποιήθηκαν στην εργασία. Στο 6^ο κεφάλαιο περιγράφεται τόσο το είδος των δεδομένων όσο και η δομή που πρέπει να έχουν για τη σωστή λειτουργία του προγράμματος. Επίσης, παρουσιάζονται οι τρεις βασικές εικόνες με τις οποίες επιτυγχάνεται η σωστή διόρθωση των εικόνων ενδιαφέροντος. Ακολουθεί λεπτομερής ανάλυση των εκτελέσιμων αρχείων του λογισμικού, δηλαδή περιγράφεται η διαδικασία που ακολουθείται στα εκτελέσιμα αρχεία και η σύνταξη των βασικών εντολών. Τέλος, παρατίθενται σχόλια και παρατηρήσεις που αφορούν το λογισμικό και την επεξεργασία των δεδομένων. Το τεύχος της εργασίας ολοκληρώνεται με τη σχετική βιβλιογραφία και μερικές χρήσιμες διαδικτυακές πηγές πληροφοριών.

SUMMARY

The subject of the present Diploma Thesis is “Methods for tracking supernova explosions in nearby galaxies: Digital image processing”. It has been completed for the Section of Astrophysics, Astronomy and Mechanics of the Physics Department, of the School of Sciences of the Aristotle University of Thessaloniki.

The present Diploma Thesis concerns in software development which is able to process astronomical digital data in order to discover supernova explosions in them. This software was developed in Linux environment using the *Starlink Software Collection*. Starlink Software is a stable, portable and extensible data reduction software. Apart from software development, the project also explores theoretical issues such as supernova models and supernova observation and discovery.

More specifically, the 1st Chapter describes supernova explosions in general. Afterwards there is a historical retrospection about the previous supernova observations in our Galaxy. At the end of the chapter an attempt has been made in order to categorize the main supernova species due to their basic characteristics. The 2nd Chapter concentrates in a detailed description of supernova types. In specific, supernova models that concern the mechanism that supernovae are formed, are fully described. Moreover, there is a description about supernova spectra and light curves. The 3rd Chapter constitutes a description of supernova remnants. They are categorized taking into account basic characteristics. In addition, there is a brief description of their evolution and an explanation of supernova importance in life. The 4th Chapter begins with a short reference in professional astronomical projects about supernova discovery and corresponding attempts made by amateur astronomers. There is also a presentation of the equipment that is used, such as small telescopes and CCD cameras. Furthermore, there is an explanation of the way that supernovae are named and references to other important informations that characterize them. The 5th Chapter describes Starlink Software Collection. To begin with, the Software is divided into categories, according to the type of the applications. Afterwards, the data format NDF, that is used in Starlink applications, is being described. There is also a brief reference of Figaro and Gaia packages as well as an analytical description of some Figaro commands that are used in this project. The 6th Chapter concentrates in the description of the data format and their structure in the program. Moreover, the three different images that are used for the data correction are presented. A detailed description about the executable scripts follows. This description contains the procedure that is being followed and the way the basic commands are being used. Bibliography and certain Internet sources are cited at the end of this volume.

ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ

1	Υπερκαινοφανείς αστέρες.....	1
1.1	Γενικά.....	1
1.2	Ιστορική αναδρομή.....	1
1.3	Κριτήρια ταξινόμησης υπερκαινοφανών.....	3
2	Ταξινόμηση υπερκαινοφανών αστέρων.....	4
2.1	Υπερκαινοφανείς Τύπου Ια (SNIa).....	4
2.2	Υπερκαινοφανείς Τύπου ΙΙ (SNII).....	8
2.3	Υπερκαινοφανείς Τύπου Ib και Ic (SNIb – SNIc).....	12
3	Υπολείμματα υπερκαινοφανών.....	13
3.1	Γενικά.....	13
3.2	Ταξινόμηση υπολειμμάτων υπερκαινοφανών.....	13
3.3	Σημασία υπερκαινοφανών στην εξέλιξη της ζωής.....	15
4	Ανίχνευση υπερκαινοφανών.....	16
4.1	Παρατηρητές.....	16
4.1.1	Επαγγελματίες αστρονόμοι.....	16
4.1.2	Ερασιτέχνες αστρονόμοι.....	16
4.2	Εξοπλισμός.....	19
4.3	Ονοματοθεσία υπερκαινοφανών.....	20
5	Το λογισμικό Starlink.....	22
5.1	Γενικά.....	22
5.2	Περιγραφή του λογισμικού Starlink.....	22
5.3	Περιγραφή των πακέτων FIGARO και GAIA.....	23
5.3.1	FIGARO.....	23
5.3.2	GAIA.....	24
5.4	Περιγραφή των εντολών του FIGARO.....	24

6 Περιγραφή του λογισμικού.....	28
6.1 Δομή και περιγραφή των δεδομένων.....	28
6.1.1 Εικόνες θορύβου μηδενικής έκθεσης (bias frames).....	29
6.1.2 Εικόνες ρεύματος σκότους (dark frames).....	30
6.1.3 Εικόνες φωτομετρικής διόρθωσης (flat frames).....	30
6.2 Τα εκτελέσιμα αρχεία του λογισμικού.....	31
6.3 Σχόλια – παρατηρήσεις.....	35
 <i>ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ - ΔΙΑΔΙΚΤΥΑΚΟΙ ΤΟΠΟΙ.....</i>	37

1

Υπερκαινοφανείς αστέρες

1.1 Γενικά

Ο *υπερκαινοφανής αστέρας*, ή κατά τον αγγλικό όρο *supernova*, είναι ένας τύπος αστρικής έκρηξης που συνοδεύεται από αύξηση της λαμπρότητας του αρχικού αστέρα που ονομάζεται *προγεννήτορας*. Η λαμπρότητα ενός υπερκαινοφανούς μπορεί να γίνει εκατομμύρια φορές μεγαλύτερη αυτής του Ήλιου. Η έκρηξη αυτή σηματοδοτεί το τέλος είτε ενός αστέρα μεγάλης μάζας είτε ενός λευκού νάνου. Η ενέργεια που εκλύεται στο μεσοαστρικό χώρο είναι τεράστια, της τάξης των 10^{51} *erg*, ενώ μπορεί να φτάσει και τα 10^{53} *erg*. Η έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς αστέρα χρίζει ιδιαίτερης προσοχής αφού κατά τη μελέτη ενός τέτοιου φαινομένου μπορούν να εξαχθούν συμπεράσματα για σημαντικά θέματα όπως η αστρική εξέλιξη, η απώλεια αστρικής μάζας, η υδροδυναμική, η γαλαξιακή δομή, η χημική εξέλιξη και η κοσμολογία.

Ο όρος *supernova* μπορεί να ερμηνευτεί αναλύοντας τη λέξη στα δύο συνθετικά της. Το δεύτερο συνθετικό *nova* είναι λατινικής προέλευσης και σημαίνει νέος. Ο όρος “νέος” αναφέρεται στην εμφάνιση ενός νέου λαμπρού αστέρα που δεν ήταν μέχρι τότε ορατός. Το πρώτο συνθετικό *super* χρησιμοποιείται ως πρόθεμα για να διαχωρίσει το *supernova* από το κοινό *nova* εκφράζοντας τη διαφορά έκλυσης ενέργειας που υπάρχει ανάμεσα στα δύο φαινόμενα.

1.2 Ιστορική αναδρομή

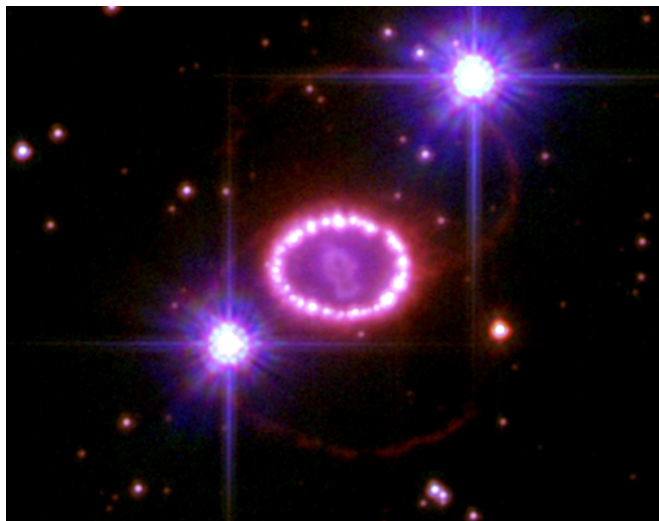
Η έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς αστέρα είναι ένα εξαιρετικά σπάνιο γεγονός και συμβαίνει σε έναν γαλαξία περίπου κάθε πενήντα με εκατό χρόνια. Αρκεί να αναλογιστεί κανείς ότι στο δικό μας Γαλαξία έχουν καταγραφεί επτά εκρήξεις τα τελευταία 2000 χρόνια. Συγκεκριμένα οι πρώτες παρατηρήσεις έγιναν τα έτη 184 μ.Χ., 393 μ.Χ., 1006 μ.Χ., 1054 μ.Χ. και 1181 μ.Χ. κυρίως από Κινέζους αστρονόμους αλλά και από Ευρωπαίους. Εκτενέστερες μελέτες, την εποχή της καταγραφής τους, έγιναν για τον υπερκαινοφανή του 1572 μ.Χ. που παρατηρήθηκε στον αστερισμό της Κασσιόπης από τον *Tycho Brahe* και για τον υπερκαινοφανή του 1604 μ.Χ. που παρατηρήθηκε στον αστερισμό του Οφιούχου από τον *Johannes Kepler*. Αξίζει να σημειωθεί ότι

η έκρηξη του υπερκαινοφανούς του 1604 χρησιμοποιήθηκε από τον Γαλιλαίο ως στοιχείο εναντίον της Αριστοτελικής θεωρίας που ισχυρίζονταν ότι δεν αλλάζει ποτέ τίποτα στον ουρανό πέραν της Σελήνης.

Η θεωρία γύρω από τους υπερκαινοφανείς αστέρες προτάθηκε από δύο σπουδαίους αστροφυσικούς, τους *Walter Baade* και *Fritz Zwicky*, πριν από περίπου εβδομήντα χρόνια. Οι δύο αστροφυσικοί πρότειναν την ύπαρξη ισχυρότατων εκρήξεων κατά τα τελικά στάδια εξέλιξης αστερών μεγάλης μάζας ($M > 8 M_{\odot}$) υπολογίζοντας συγχρόνως ότι η ενέργεια που εκλύεται κατά την έκρηξη μπορεί να είναι μεγαλύτερη από 10^{51} erg. Προέβλεψαν επίσης ότι κατά την έκρηξη είναι πιθανή η δημιουργία υπερσυμπαγών αστερών (όπως αστερών νετρονίων) καθώς και η παραγωγή κοσμικής ακτινοβολίας. Τέλος, στις κλασικές τους δημοσιεύσεις υπολόγισαν ότι η ταχύτητα διαστολής των υπολειμμάτων της έκρηξης θα υπερβαίνει τα 1000 km/s.

Αργότερα, το 1942, πολύ πριν την ανακάλυψη των αστερών νετρονίων, ο Baade προσπαθώντας να ερμηνεύσει τη φωτεινότητα του *Νεφελώματος του Καρκίνου* (*Crab Nebula*), προέβλεψε την ύπαρξη ενός συμπαγούς αστερά νετρονίων στο κέντρο του. Πράγματι, το 1969 ο αστέρας αυτός ανακαλύφθηκε επιβεβαιώνοντας πανηγυρικά τη θεωρία. Σήμερα γνωρίζουμε ότι το Νεφέλωμα του Καρκίνου (στον αστερισμό του Ταύρου), διαμέτρου μόλις 2', αποτελεί το υπόλειμμα της έκρηξης υπερκαινοφανούς αστερά που είχε παρατηρηθεί το 1054 μ.Χ.^[4]

Αξιοσημείωτη έκρηξη υπερκαινοφανούς είναι αυτή του SN1987A (Σχήμα 1.1). Η έκρηξη αυτού του υπερκαινοφανούς από πολλούς επιστήμονες χαρακτηρίζεται ως ιστορική (*Historical Supernova*) αφού συνέβη μια εποχή κατά την οποία η τεχνολογία ήταν αρκετά αναπτυγμένη. Έτσι οι ερευνητές μπόρεσαν να εκμεταλλευτούν πολλά δεδομένα που προσέφερε η λεπτομερής παρατήρηση αυτής της έκρηξης. Επιπλέον ήταν ο καλύτερος τρόπος για να ελέγξουν την ορθότητα των θεωριών περί των εκρήξεων υπερκαινοφανών αστερών.



Σχήμα 1.1: Ο Υπερκαινοφανής SN1987A με το σύστημα των τριών δακτυλίων

Η έκρηξη του SN1987A έλαβε χώρα στο Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου, έναν μικρό γαλαξία συνοδό του δικού μας Γαλαξία. Ήταν το πιο κοντινό supernova που παρατηρήθηκε ποτέ μετά την έκρηξη του 1604 που συνέβη στο Γαλαξία μας και ήταν ορατό από το νότιο ημισφαίριο ακόμα και με γυμνό μάτι. Είναι Τύπου II-P και το μέγιστο μέγεθος του ήταν +3.

Ο υπερκαινοφανής SN1987A παρατηρήθηκε σε ακτίνες X και γάμμα, στο υπέρυθρο, στο ορατό, στο υπεριώδες, στα μικροκύματα αλλά και σε ραδιοφωνικές συχνότητες. Ελέγχθηκε για εκπομπή σωματιδίων όπως τα νεutrίνο, ακόμα και για πιθανή βαρυτική εκπομπή. Τα νεutrίνο που ανιχνεύθηκαν από το SN1987A ήταν τα μόνα που ανιχνεύθηκαν ποτέ από πηγή έξω από το ηλιακό μας σύστημα.

Ιδιαίτερο ενδιαφέρον προκαλεί και ο προγεννήτορας αστέρας αυτής της έκρηξης. Όπως επιβεβαιώθηκε αργότερα ήταν ένας κυανός υπεργίγαντας, κάτι που προκάλεσε έκπληξη διότι μέχρι τότε ένας τέτοιος αστέρας δεν θεωρούνταν πιθανό να οδηγηθεί σε ένα παρόμοιο γεγονός.

1.3 Κριτήρια ταξινόμησης υπερκαινοφανών

Η ανάγκη κατανόησης των υπερκαινοφανών οδήγησε τους ερευνητές αστρονόμους στην ταξινόμησή τους. Οι υπερκαινοφανείς διαχωρίζονται με βάση τον τρόπο δημιουργίας τους, τα φάσματά τους και τις καμπύλες φωτός.

Υπάρχουν δύο βασικά μοντέλα για τον τρόπο δημιουργίας των υπερκαινοφανών εκρήξεων.

- Το πρώτο θεωρεί έναν συμπαγή αστέρα, συνήθως έναν *λευκό νάνο*, ο οποίος λόγω προσαύξησης μάζας από έναν συνοδό αστέρα υπερβαίνει το όριο μάζας *Chandrasekhar* (Τύπου Ia).
- Το δεύτερο θεωρεί έναν αστέρα *μεγάλης μάζας* ($M > 8 M_{\odot}$), ο οποίος εξαντλεί τα αποθέματα ενέργειας με αποτέλεσμα να καταστρέφεται η δυναμική του ισορροπία (Τύπου II, Τύπου Ib, Τύπου Ic).

Πέραν του τρόπου με τον οποίο προκαλούνται οι εκρήξεις υπερκαινοφανών μπορούμε να τους κατατάξουμε σε δύο κατηγορίες (Τύπος I και Τύπος II) σύμφωνα με την ύπαρξη ή όχι γραμμών *Υδρογόνου* (H) στο φάσμα τους, όταν παρουσιάζουν το μέγιστο της λαμπρότητάς τους. Έτσι, οι υπερκαινοφανείς Τύπου I **δεν περιέχουν** γραμμές Υδρογόνου στο φάσμα τους, ενώ οι Τύπου II **περιέχουν**.

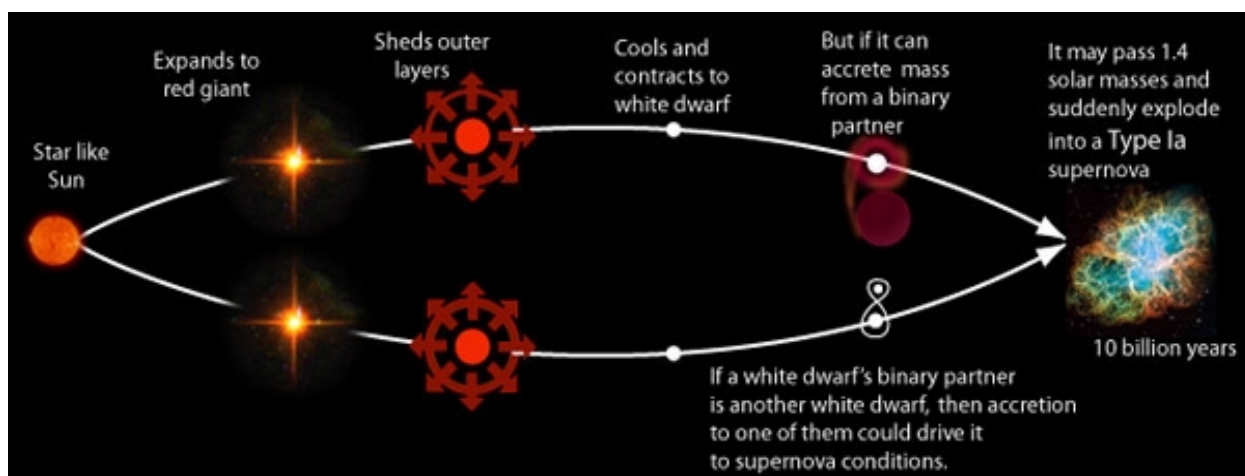
2

Ταξινόμηση υπερκαινοφανών αστερών

2.1 Υπερκαινοφανείς Τύπου Ia (SNIa)

Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ia προέρχονται από έναν μηχανισμό σαν τον πρώτο που αναφέρθηκε. Σύμφωνα λοιπόν με αυτό το μοντέλο, ένας συμπαγής αστέρας, συνήθως λευκός νάνος, αποτελεί διπλό σύστημα με έναν άλλο αστέρα, ίσως ερυθρό γίγαντα. Ο λευκός νάνος, που είναι ένας ήδη εξελιγμένος αστέρας, συσσωρεύει μάζα από τον συνοδό του. Όταν η μάζα του ξεπεράσει το όριο μάζας του Chandrasekhar, που είναι 1.4 ηλιακές μάζες, τότε μπορεί να γίνει μία έκρηξη υπερκαινοφανούς (Σχήμα 2.1).

Πιο συγκεκριμένα, όταν η μάζα του λευκού νάνου φτάσει περίπου τις $1.3M_{\odot}$ ο Άνθρακας (C) αρχίζει να καίγεται στο εσωτερικό του αστέρα. Η αύξηση της θερμοκρασίας δεν προκαλεί διαστολή του εκφυλισμένου πυρήνα αλλά ένα μέτωπο καιόμενου άνθρακα που κινείται προς την επιφάνεια του αστέρα. Ένα τέτοιο μοντέλο στο οποίο το μετωπικό κύμα κινείται με ταχύτητα που είναι αρκετά μικρότερη από την ταχύτητα του ήχου (*deflagration*) και όχι με υπερηχητική εκτόνωση (*detonation*) εξηγεί ικανοποιητικά τα χαρακτηριστικά που παρατηρούνται σε έναν υπερκαινοφανή Τύπου Ia.^[1]

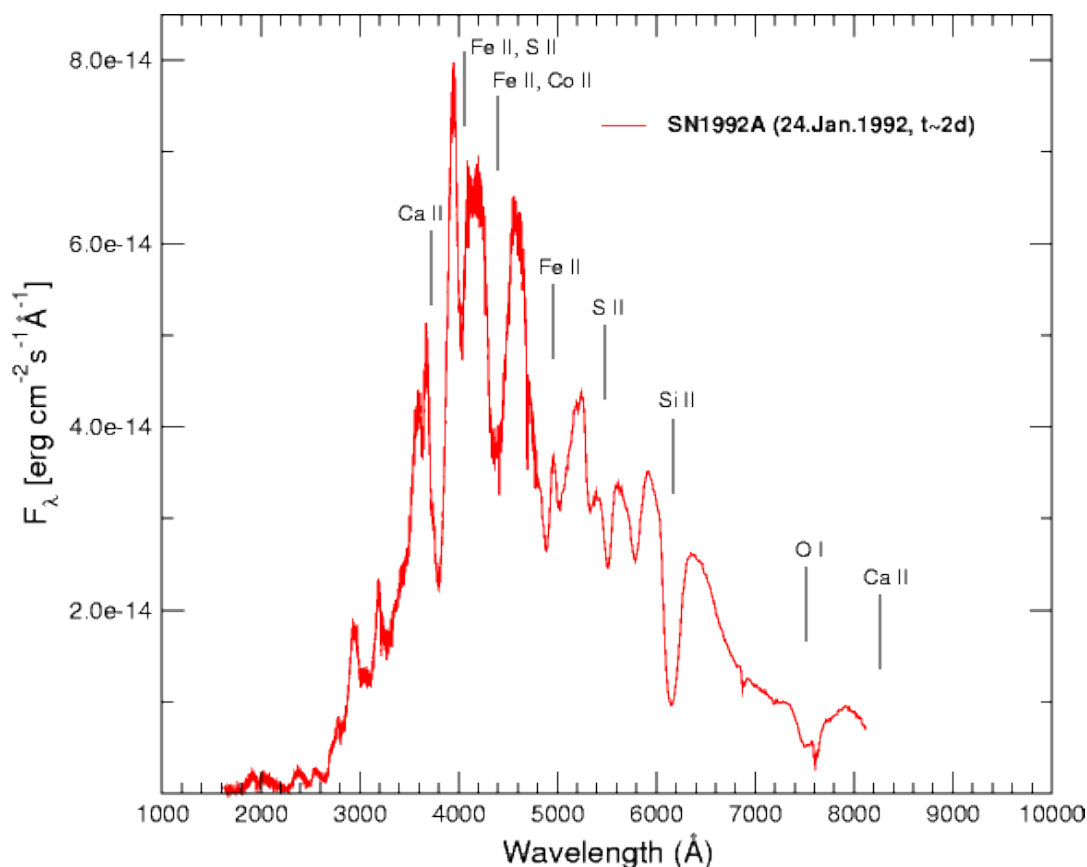


Σχήμα 2.1: Πιθανά μοντέλα για τη δημιουργία υπερκαινοφανούς Τύπου Ia

Μέχρι να υπερνικηθεί ο εκφυλισμός του αερίου των ηλεκτρονίων η μισή μάζα του λευκού νάνου έχει μεταβληθεί σε *Σίδηρο* (*Fe*). Τώρα πια η διαστολή είναι αναπόφευκτη, ο αστέρας ψύχεται και προοδευτικά μειώνεται η καύση του άνθρακα. Η ενέργεια που απελευθερώνεται από αυτή τη διαδικασία είναι αρκετά μεγάλη ώστε να διαλύσει εντελώς τον αστέρα, προκαλώντας την έκρηξη ενός υπερκαινοφανούς Τύπου Ia. Σε μία τέτοια έκρηξη, το εσωτερικό του αστέρα εκτοξεύεται με μικρές ταχύτητες αλλά τα εξωτερικά στρώματα εκτοξεύονται με ταχύτητες που ξεπερνούν τα 10^4 km/sec .

Ένα δεύτερο μοντέλο, λιγότερο δημοφιλές, περιλαμβάνει ένα διπλό σύστημα λευκών νάνων ή λευκού νάνου και αστέρα νετρονίων, το επονομαζόμενο εκφυλισμένο διπλό σύστημα. Παραλλαγές των κυρίαρχων μοντέλων συνήθως προκύπτουν εξαιτίας της ανάγκης ερμηνείας φαινομένων που δεν εξηγούνται με τα κύρια. Παράδειγμα αποτελεί το γνωστό *Champagne Supernova*, κατά το οποίο ο προγεννήτορας αστέρας υπερέβη τις δύο ηλιακές μάζες πριν την καταστροφική έκρηξη, κάτι που εθεωρείτο αδύνατον στην περίπτωση διπλού συστήματος λευκού νάνου με έναν άλλο αστέρα (Σχήμα 2.1).

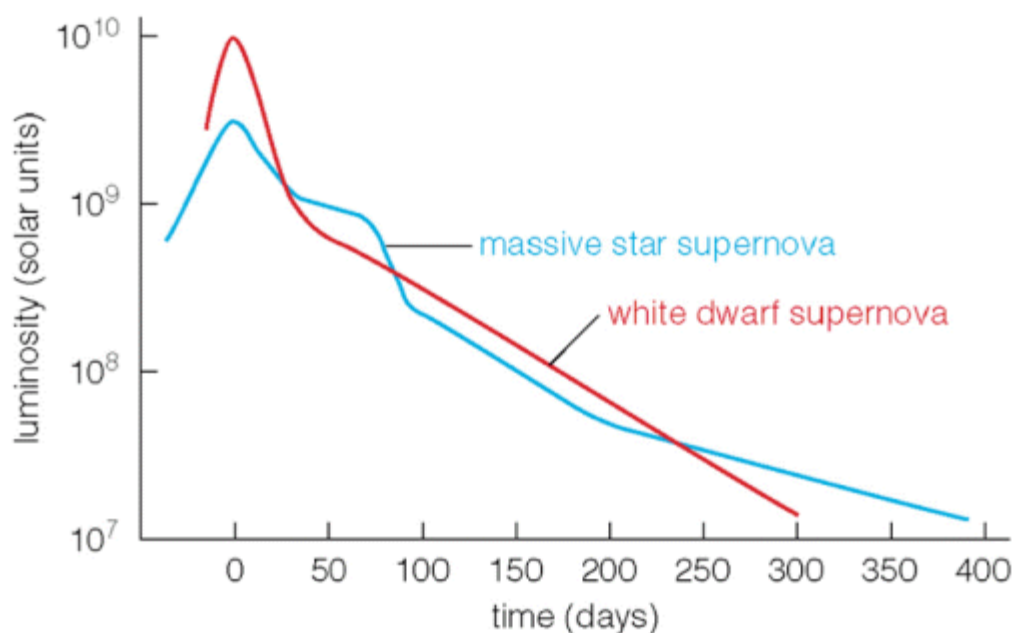
Το φάσμα των υπερκαινοφανών Τύπου Ia (Σχήματα 2.2, 2.5) δεν περιέχει γραμμές *Υδρογόνου* (*H*) και *Ηλίου* (*He*). Κάτι τέτοιο δικαιολογείται σύμφωνα με το μοντέλο που προτάθηκε για αυτούς τους υπερκαινοφανείς αφού οι λευκοί νάνοι είναι πυρήνες *Άνθρακα* – *Οξυγόνου* αλλά δεν περιέχουν *Υδρογόνο*. Παρουσιάζει όμως γραμμή ιονισμένου *Πυριτίου* (*Si II*) στα 615 nm



Σχήμα 2.2: Φάσμα ενός τυπικού υπερκαινοφανούς Τύπου Ia σε νεαρή φάση παρατηρημένο από το Hubble Space Telescope

κοντά στο μέγιστο της λαμπρότητας του. Επίσης το φάσμα τους περιέχει γραμμές από ενδιάμεσης μάζας στοιχεία, όπως *Οξυγόνο* (*O*) και *Ασβέστιο* (*Ca*), τα οποία είναι και τα κύρια στοιχεία των εξωτερικών στρωμάτων του αστερά. Μήνες μετά την έκρηξη, όταν τα εξωτερικά στρώματα έχουν εξαπλωθεί αρκετά, το φάσμα τους κυριαρχείται από στοιχεία που προέρχονται από τον πυρήνα του αστερά. Τέτοια στοιχεία είναι βαριά μέταλλα που συντίθενται κατά τη διάρκεια της έκρηξης και ανήκουν κυρίως στην ομάδα του σιδήρου. Η ραδιενεργός αποσύνθεση του *Νικελίου* (*Ni*) σε *Κοβάλτιο* (*Co*) και στη συνέχεια σε *Σίδηρο* παράγει υψηλής ενέργειας φωτόνια που κυριαρχούν στην ενέργεια που ακτινοβολείται στα επόμενα στάδια.

Η καμπύλη φωτός των υπερκαινοφανών Τύπου Ia (Σχήμα 2.3) παρουσιάζει ένα οξύ μέγιστο και στη συνέχεια σταδιακή εξασθένιση. Από τη σύγκριση των δύο καμπύλων φωτός είναι εμφανές ότι εκλύεται μεγαλύτερο ποσό ενέργειας από ότι σε μία έκρηξη υπερκαινοφανούς Τύπου II. Όπως αναφέρθηκε και προηγουμένως, στο μέγιστο της λαμπρότητας της καμπύλης φωτός αντιστοιχεί η εμφάνιση του πυριτίου, ενώ τα χαμηλότερα επίπεδα αντιστοιχούν στην εξασθένιση του νικελίου και του κοβαλτίου. Αυτό επίσης εξηγείται σύμφωνα με το μοντέλο που χρησιμοποιείται, αφού το μεγαλύτερο ποσό ενέργειας προέρχεται από τη ραδιενεργό εξασθένιση των ασταθών βαρέων μετάλλων που παράγονται κατά την έκρηξη.



Σχήμα 2.3: Σύγκριση καμπύλων φωτός των υπερκαινοφανών Τύπου Ia και Τύπου II

Το μέσο μέγιστο μέγεθος που μπορεί να φτάσει ένας υπερκαινοφανής Τύπου Ia σε συγκεκριμένη μέγιστη λαμπρότητα στο κυανό και γενικά στο ορατό μήκος κύματος δίνεται από τη Σχέση (2.1).

$$M_b = M_v = -19.3 \pm 0.3 \quad (2.1)$$

Άλλο χαρακτηριστικό των υπερκαινοφανών Τύπου Ia είναι ότι εμφανίζονται σε όλους τους τύπους γαλαξιών, χωρίς ιδιαίτερη προτίμηση. Εκτιμάται ότι συμβαίνει μία έκρηξη υπερκαινοφανούς Τύπου I (είτε Ia, είτε Ib - Ic) κάθε 36 χρόνια στο Γαλαξία μας αλλά η θέση μας σε αυτόν δεν μας επιτρέπει την παρατήρησή της. Επιπλέον, φαίνεται να μην έχουν ιδιαίτερα έντονη εκπομπή τόσο σε ραδιοφωνικά μήκη κύματος όσο και σε ακτίνες Χ.^[1]

Ένα άλλο ενδιαφέρον φαινόμενο που ενισχύεται με τη βοήθεια των υπερκαινοφανών Τύπου Ia είναι η επιταχυνόμενη διαστολή του σύμπαντος. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ia, όπως αναφέρθηκε παραπάνω, προέρχονται από προσαύξηση μάζας ενός λευκού νάνου που ανήκει σε διπλό σύστημα αστερών. Όταν η συνολική μάζα του λευκού νάνου φτάσει το όριο του Chandrasekhar η πίεση των εκφυλισμένων ηλεκτρονίων σταματά να αποτρέπει την βαρυτική κατάρρευση με αποτέλεσμα την έκρηξη του υπερκαινοφανούς. Γίνεται επομένως εύκολα αντιληπτό ότι όλοι οι υπερκαινοφανείς που προέρχονται από διπλό σύστημα λευκού νάνου έχουν ίση μάζα επομένως θα απελευθερώνουν ίσα ποσά ενέργειας. Επειδή η ενέργεια είναι τόσο σταθερή οι υπερκαινοφανείς τύπου Ia χαρακτηρίζονται ως *standard candles*¹. Standard candles χαρακτηρίζονται αντικείμενα των οποίων η φωτεινότητα μπορεί να αναχθεί από μία φυσική ποσότητα που μπορεί ανεξάρτητα να υπολογιστεί, π.χ. η φωτεινότητα των SNIa, Μεταβλητών Κηφείδων, αστερών Κύριας Ακολουθίας. Το ποσό της ενέργειας που εκλύεται είναι ουσιαστικά η φωτεινότητα του υπερκαινοφανούς. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα να γνωρίζουμε και το απόλυτο μέγεθος M του υπερκαινοφανούς. Η σύγχρονη αστρονομία πλέον έχει στη διάθεσή της χρήσιμα τεχνολογικά επιτεύγματα που ανεβάζουν κατά πολύ το επίπεδο των αστρονομικών παρατηρήσεων. Αρκεί να αναλογιστεί κανείς ότι τα διαστημικά τηλεσκόπια είναι μια πραγματικότητα και τροφοδοτούν τους αστρονόμους με ιδιαίτερης αξίας δεδομένα. Έτσι μπορούμε να μετρήσουμε και το φαινόμενο μέγεθος m ενός υπερκαινοφανούς με μεγάλη ακρίβεια. Γνωρίζουμε επίσης ότι η λαμπρότητα ενός αστερά είναι αντιστρόφως ανάλογη της απόστασής του από εμάς, όπως περιγράφει η Σχέση (2.2)

$$l = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (2.2)$$

όπου l η λαμπρότητα του αστερά και L η φωτεινότητά του διαμερισμένη σε μία σφαίρα με ακτίνα την απόστασή του r από εμάς. Εφαρμόζοντας τη Σχέση (2.3)

$$M - m + A = 5 - 5\log(r) \quad (2.3)$$

όπου A η μεσοαστρική απορρόφηση, μπορούμε να υπολογίσουμε τελικά την απόσταση r του αντικείμενου που μας ενδιαφέρει. Η μεσοαστρική απορρόφηση υπολογίζεται από την υπεροχή χρώματος.

1 Προτιμάται ο αγγλικός όρος διότι ο ελληνικός μεταφρασμένος όρος είναι αδόκιμος.

Συνεπώς εφόσον ξέρουμε πόσο λαμπρός πρέπει να είναι ένας υπερκαινοφανής, όταν προσδιορίσουμε την αμυδρότητά του μπορούμε να προσδιορίσουμε και πόσο μακριά είναι για να φαίνεται τόσο αμυδρός. Έτσι αν είναι αμυδρότερος από ότι περιμέναμε, βασιζόμενοι στη μετατόπιση στο ερυθρό, τότε πρέπει να είναι και πιο μακριά από ότι φαίνεται.

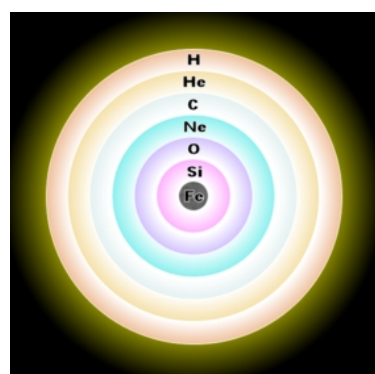
Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ia, εφόσον είναι πιο μακριά από ότι φαίνονται να είναι, αποδεικνύουν ότι οι γαλαξίες στους οποίους ανήκουν όχι μόνο απομακρύνονται από εμάς αλλά η ταχύτητα με την οποία απομακρύνονται αυξάνει.

Πράγματι το φάσμα φωτός γαλαξιών που δεν βρίσκονται στο τοπικό σμήνος παρουσιάζει μετατόπιση στο ερυθρό z . Οι κοσμολόγοι πιστεύουν ότι η μετατόπιση αυτή στο ερυθρό οφείλεται στη διαστολή του σύμπαντος οπότε και το μήκος κύματος τεντώνεται καθώς το φως ταξιδεύει από μακρινά αντικείμενα.

Οι ερευνητές που αμφισβητούν αυτή τη χρήση των υπερκαινοφανών Τύπου Ia υποστηρίζουν ότι οι περισσότερες εκρήξεις παρατηρούνται μετά την εμφάνιση της μέγιστης λαμπρότητάς τους εισάγοντας κάποια αβεβαιότητα για την τιμή του μεγέθους M_b . Επίσης υπάρχουν στοιχεία που καταδεικνύουν ότι τα χαρακτηριστικά των υπερκαινοφανών Τύπου Ia δεν είναι πλήρως ομοιόμορφα αφού για παράδειγμα τα φάσματα ορισμένων υπερκαινοφανών αυτού του τύπου έχουν παρουσιάσει ιδιαίτερα μεγαλύτερη ταχύτητα από τη συνήθη.

2.2 Υπερκαινοφανείς Τύπου II (SNI)

Το δεύτερο μοντέλο, που επιγραμματικά αναφέρθηκε στο προηγούμενο κεφάλαιο, περιγράφει ικανοποιητικά την έκρηξη υπερκαινοφανών Τύπου II. Σύμφωνα με αυτό, ένας αστέρας μεγάλης μάζας, πολύ μεγαλύτερης από του Ήλιου, μπορεί να εκραγεί βιαίως.



Σχήμα 2.4: Δομή ενός αστέρα σε εξέλιξη

Η εξέλιξη ενός αστέρα μεγάλης μάζας διαφέρει κατά πολύ από την εξέλιξη ενός αστέρα μικρής μάζας. Στον πυρήνα ενός αστέρα το Υδρογόνο μετατρέπεται σε Ήλιο, το οποίο όντας βαρύτερο βυθίζεται σε πιο εσωτερικά στρώματα. Η σύντηξη του Υδρογόνου προς Ήλιο σταματά όταν το Υδρογόνο εξαντληθεί. Τότε ο πυρήνας συστέλλεται. Η συστολή του πυρήνα προκαλεί αύξηση της θερμοκρασίας και η σύντηξη του Ηλίου προς Άνθρακα ξεκινά. Σε έναν αστέρα όπως ο Ήλιος δεν επιτυγχάνεται μεγαλύτερη θερμοκρασία για περαιτέρω σύντηξη και έτσι ο αστέρας καταλήγει σε έναν γυμνό πυρήνα Άνθρακα.

Σε έναν αστέρα όμως μεγάλης μάζας είναι δυνατόν να δημιουργηθούν θερμοκρασίες και πιέσεις ικανές να προκαλέσουν την πυρηνική σύντηξη του Άνθρακα, παράγοντας μία πληθώρα παραπροϊόντων, όπως $^{16}_8\text{O}$, $^{20}_{10}\text{Ne}$, $^{23}_{11}\text{Na}$, $^{23}_{12}\text{Mg}$, $^{24}_{12}\text{Mg}$. Έτσι ένας τέτοιος αστέρας καταλήγει να αποτελείται από στρώματα διαφόρων στοιχείων που δημιουργούνται από τη σύντηξη που συντελείται στο εσωτερικό του.^[1]

Έτσι ξεκινώντας από τα εξωτερικά στρώματα, πρώτα συναντούμε το Υδρογόνο που είναι ελαφρύτερο, στη συνέχεια το Ήλιο και καθώς προχωράμε προς το εσωτερικό του απαντώνται όλο και βαρύτερα στοιχεία (Σχήμα 2.4). Εν τέλει ο πυρήνας κυριαρχείται από Πυρίτιο και σε θερμοκρασίες κοντά στους $3 \times 10^9 K$, το Πυρίτιο αρχίζει να καίγεται μέσω διαφόρων αντιδράσεων όπως αυτών των Σχέσεων (2.4)^[1].



Η διαδικασία της σύντηξης προς βαρύτερους πυρήνες σταματάει όταν αρχίζουν να σχηματίζονται πυρήνες Σιδήρου. Αυτό συμβαίνει διότι οποιεσδήποτε αντιδράσεις σχηματισμού βαρύτερων πυρήνων από αυτόν του Σιδήρου, είναι ενδόθερμες και δεν συνεισφέρουν στην λαμπρότητα του αστερά. Γενικά, καθώς ελαφριοί πυρήνες μετατρέπονται όλο και σε βαρύτερους ελευθερώνεται λιγότερη ενέργεια. Σε αυτές τις τόσο υψηλές θερμοκρασίες που επικρατούν στον πυρήνα, είναι δυνατόν να συμβεί απαγωγή αρκετού ποσού ενέργειας από φωτόνια ώστε να διασπαστούν βαρείς πυρήνες. Η διαδικασία αυτή ονομάζεται *φωτοδιάσπαση* (*photodisintegration*)^[5] και ιδιαίτερης σημασίας είναι η φωτοδιάσπαση των Σχέσεων (2.5).



Αυτή η απορρόφηση της ενέργειας από φωτόνια σταματά προσωρινά την περαιτέρω θέρμανση του πυρήνα με αποτέλεσμα η φωτοδιάσπαση να αναχαιτίζει την προσπάθεια του αστερά να παράγει πυρήνες βαρύτερους από το Ήλιο και το Υδρογόνο. Η αποκατάσταση όμως της δομής του πίπτοντος μανδύα είναι αδύνατη οπότε ο μανδύας εξακολουθεί να βυθίζεται προς το κέντρο με αποτέλεσμα πάλι τη θέρμανσή του, καθώς και του πυρήνα, σε μικρό χρονικό διάστημα ώστε όλο το φαινόμενο να διαρκεί περίπου όσο διαρκεί και η φωτοδιάσπαση^[5].

Μέχρι αυτή τη φάση, η βαρυτική πίεση του πυρήνα αντισταθμίζεται από την πίεση των εκφυλισμένων ηλεκτρονίων. Αλλά στις εξαιρετικές αυτές συνθήκες υφίσταται και ένας άλλος τρόπος απαγωγής θερμικής ενέργειας γιατί τα ελεύθερα ηλεκτρόνια ενώνονται με τα πρωτόνια της φωτοδιάσπασης και σχηματίζουν νετρόνια και νεutrίνο, κατά την αντίδραση σύλληψης ηλεκτρονίου της Σχέσης (2.6)^[1].

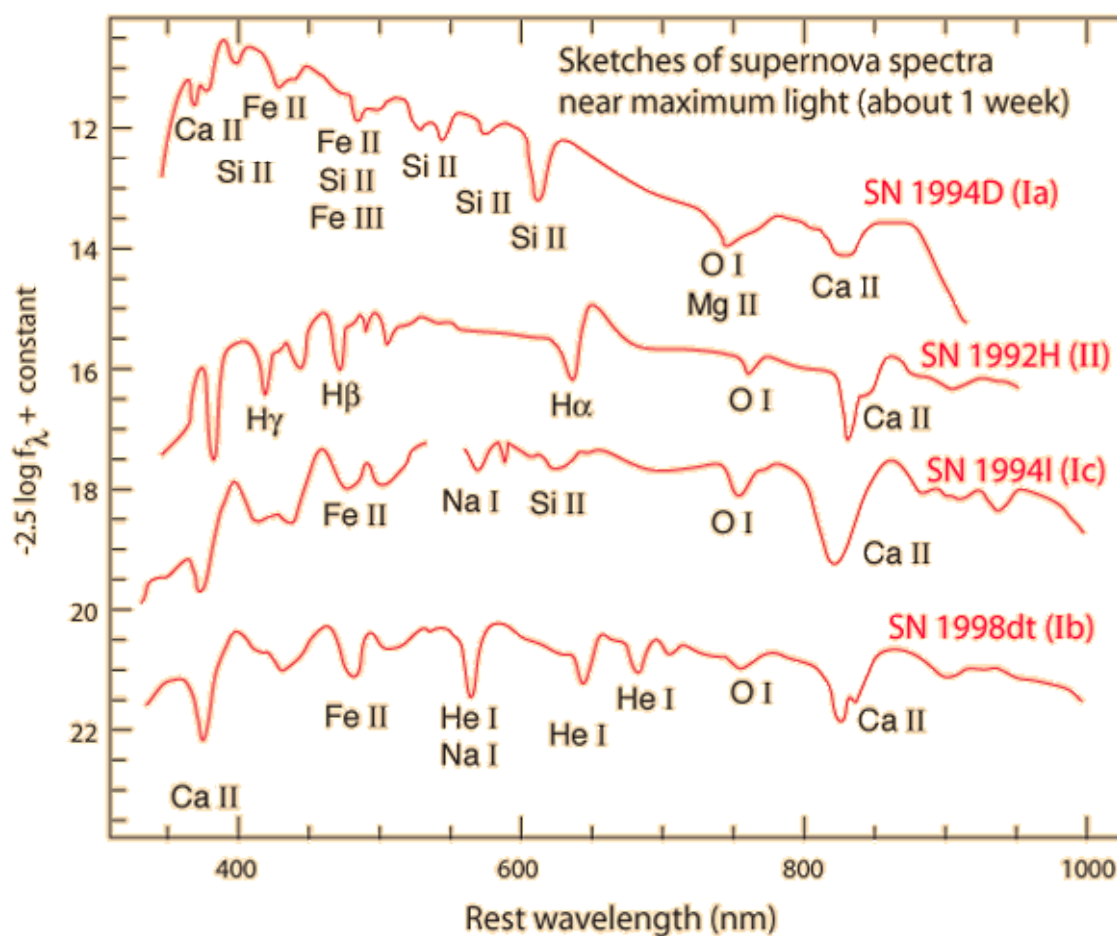


Τα νεutrίνο αλληλεπιδρούν ασθενέστατα με την ύλη και διαφεύγουν εύκολα από τον πυρήνα μεταφέροντας τεράστια ποσά ενέργειας προς τα εξωτερικά στρώματα. Σε θερμοκρασίες της τάξης των $10^9 K$ και για αστέρες πολύ μεγάλης μάζας η ακτινοβολία νεutrίνων είναι εντονότερη από την ακτινοβολία φωτονίων και η έντασή της αυξάνει ιδιαίτερα μετά τη φωτοδιάσπαση του Σιδήρου. Η φωτοδιάσπαση του Σιδήρου σε συνδυασμό με την σύλληψη ηλεκτρονίων

προκαλούν την αναχαίτιση της πίεσης των εκφυλισμένων ηλεκτρονίων από την βαρυτική πίεση οδηγώντας τον πυρήνα σε ταχεία κατάρρευση. Κατά τη διάρκεια της κατάρρευσης οι ταχύτητες μπορούν να φτάσουν μέχρι και 70000 km/sec στο εξωτερικό του πυρήνα και μέσα σε χρονικό διάστημα ενός λεπτού μπορεί να συμπιεστεί όγκος ίσος με αυτόν της Γης σε ακτίνα 50 km ! Σε αυτό το σημείο η πυκνότητα ξεπερνά τιμές περίπου $8 \times 10^{14} \text{ gr/cm}^3$ και στον πυρήνα του αστερά η ελκτική δύναμη, που διατηρούσε μέχρι τώρα την ισορροπία, γίνεται απωστική. Η πίεση των νετρονίων αρχίζει να αυξάνει προκαλώντας την αναπήδηση του πυρήνα και τη δημιουργία ενός κρουστικού κύματος που διαδίδεται προς τα εξωτερικά στρώματα.

Αν η μάζα του αρχικού αστερά είναι μικρότερη από $25 M_{\odot}$ η βαρυτική πίεση στο εσωτερικό του πυρήνα ισοσταθμίζεται από την πίεση των εκφυλισμένων νετρονίων και σχηματίζεται ένας αστεράς νετρονίων. Αν ο αστεράς είναι πολύ μεγαλύτερος είναι πιθανόν να οδηγηθεί σε σχηματισμό μελανής οπής.

Η συνολική κινητική ενέργεια του διαστελλόμενου υλικού είναι της τάξης των 10^{51} erg , σχεδόν ίση με το 1% της ενέργειας που απελευθερώνουν τα νετρίνο. Τελικά όταν το υλικό αποκτήσει



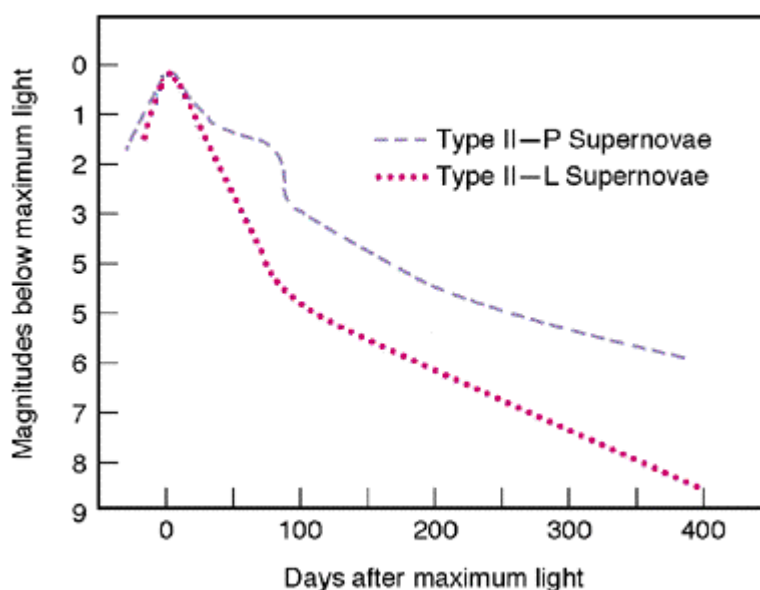
Sketches of spectra from Carroll & Ostlie, data attributed to Thomas Matheson of National Optical Astronomy Observatory.

Σχήμα 2.5: Φάσματα όλων των Τύπων των υπερκαινοφανών

ακτίνα περίπου 10^{15} cm απελευθερώνονται με εκπομπή φωτονίων σχεδόν 10^{49} erg ενέργειας. Αυτό αντιστοιχεί σε ένα μέγιστο λαμπρότητας της τάξης των 10^{43} erg/sec ή σχεδόν $10^9 L_{\odot}$, λαμπρότητα αρκετά ανταγωνιστική της λαμπρότητας ενός ολόκληρου γαλαξία.

Οι υπερκαινοφανείς Τύπου II χαρακτηρίζονται από ταχεία αύξηση της λαμπρότητας τους ενώ είναι δυνατόν να φτάσουν σε απόλυτο βολομετρικό μέγεθος περίπου -18. Παρουσιάζουν στο φάσμα τους γραμμές απορρόφησης Balmer – οι χαρακτηριστικές γραμμές Υδρογόνου. Επίσης εμφανίζουν και γραμμές Ηλίου καθώς και άλλων βαρύτερων στοιχείων (Σχήμα 2.5).

Επιπλέον κατηγοριοποίηση των υπερκαινοφανών Τύπου II γίνεται και με βάση την καμπύλη φωτός (Σχήμα 2.6), συγκεκριμένα με βάση τον τρόπο με τον οποίο φθίνει η καμπύλη έπειτα από το μέγιστο. Αυτοί που παρουσιάζουν ένα πλατώ αποτελούν τους SN II-P. Το πλατώ αυτό διατηρείται περίπου για 30 με 90 ημέρες μετά από το μέγιστο της λαμπρότητάς τους. Όταν η εξασθένιση της λαμπρότητας είναι γραμμική ονομάζονται SN II-L. Οι διαφορές αυτές στους δύο τύπους πιθανόν να οφείλονται σε διαφορετικούς μηχανισμούς δημιουργίας τους. Το πλατώ στον Τύπο SN II-P θεωρείται ότι προκαλείται από ραδιενεργό διάσπαση μεγάλων ποσών Νικελίου που είχε παραχθεί από τη διάδοση του κύματος μέσω των στρωμάτων του αστέρα. Η σύνθεση βαρέων πυρήνων σε έναν υπερκαινοφανή μπορεί να προκαλέσει τη δημιουργία και άλλων ραδιενεργών ισοτόπων. Ανάλογα με το ποσοστό τους μπορούν να συνεισφέρουν στη διαμόρφωση της κλίσης της καμπύλης φωτός. Επίσης υπάρχουν και οι Τύπου II-b που παρουσιάζουν μικρότερο ποσοστό Υδρογόνου στο φάσμα τους καθώς και οι Τύπου II-n με στενές γραμμές εκπομπής πάνω σε ευρύ φάσμα εκπομπής.



Σχήμα 2.6: Καμπύλες φωτός υπερκαινοφανών Τύπου II

Οι υπερκαινοφανείς Τύπου II δεν παρατηρούνται σε ελλειπτικούς γαλαξίες και γι' αυτό πιστεύεται ότι συμβαίνουν σε αστέρες Πληθυσμού I που βρίσκονται στις σπείρες των σπειροειδών γαλαξιών. Εκτιμάται επίσης ότι συμβαίνει μία έκρηξη κάθε 44 χρόνια στο Γαλαξία μας αλλά η θέση μας σε αυτόν δεν μας επιτρέπει την παρατήρησή της.

2.3 Υπερκαινοφανείς Τύπου Ib και Ic (SNIb – SNIc)

Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ib και Ic προέρχονται, όπως και οι Τύπου II, από κατάρρευση αστερών μεγάλης μάζας. Παρόλο που το μοντέλο που αναπτύχθηκε στην προηγούμενη παράγραφο εξηγεί τις παρατηρήσεις που έχουμε για αυτούς, πιστεύεται ότι διαφέρουν από τους Τύπου II ως προς τον προγεννήτορα αστέρα. Επειδή δεν έχουν εμφανιστεί ποτέ σε ελλειπτικούς γαλαξίες και σχετίζονται με περιοχές όπου υπάρχει έντονη δημιουργία νέων αστερών (περιοχές HII) πιστεύεται ότι προέρχονται από αστέρες μεγάλης μάζας ($M > 20 M_{\odot}$) αλλά μικρής διάρκειας ζωής, συγκεκριμένα αστέρες Wolf-Rayet μεγάλης μάζας.

Στην περίπτωση λοιπόν των υπερκαινοφανών Τύπου Ib και Ic τα εξωτερικά στρώματα του αστέρα αποτελούνται κυρίως από Ήλιο και όχι από Υδρογόνο. Θεωρείται ότι οι αστέρες αυτοί έχουν χάσει τα εξωτερικά τους στρώματα εξαιτίας ισχυρών αστρικών ανέμων ή λόγω αλληλεπίδρασης με κάποιο συνοδό. Το αποτέλεσμα είναι ένας πυρήνας που αποτελείται στο κέντρο του από Σίδηρο και στα εξωτερικά του στρώματα από διάφορα μέταλλα, ο οποίος περιβάλλεται από ένα στρώμα Ηλίου περίπου $4-6 M_{\odot}$.

Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ib και Ic παρόλο που διαφέρουν από τους Τύπου Ia ως προς το μηχανισμό δημιουργίας τους και τον προγεννήτορα αστέρα ανήκουν στην ίδια κατηγορία I επειδή στερούνται γραμμών Υδρογόνου στο φάσμα τους.

Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ib και Ic στερούνται και γραμμών Πυριτίου στο φάσμα τους και έτσι διαχωρίζονται σαφώς από τους Τύπου Ia. Τα φάσματα επίσης διαφέρουν εξαιτίας της έντονης παρουσίας Ηλίου στους Τύπου Ib και της σχεδόν απουσίας Ηλίου στους Τύπου Ic. Με το πέρασμα του χρόνου το φάσμα των υπερκαινοφανών Τύπου Ib κυριαρχείται από στοιχεία όπως το Οξυγόνο, το Ασβέστιο και το Μαγνήσιο (Σχήμα 2.5).

Η καμπύλη φωτός μοιάζει αρκετά με αυτή των υπερκαινοφανών Τύπου Ia αλλά έχει χαμηλότερο μέγιστο λαμπρότητας. Εξάλλου όλοι οι υπερκαινοφανείς Τύπου I έχουν παρόμοιους ρυθμούς μείωσης της λαμπρότητάς τους μετά το μέγιστο που παρουσιάζουν, περίπου 0.065 ± 0.007 μεγέθη κάθε 20 μέρες. Μετά όμως από 50 ημέρες ο ρυθμός με τον οποίο γίνονται αμυδρότεροι μειώνεται και σταθεροποιείται, με τον Τύπο Ia να μειώνει τη λαμπρότητά του κατά 50% γρηγορότερα από τους άλλους.

Τέλος, υπάρχουν κάποιες ενδείξεις ότι ένα μικρό ποσοστό των υπερκαινοφανών Τύπου Ic μπορεί να αποτελούν τους προγεννήτορες των *gamma ray bursts* (GRB).

3

Υπολείμματα υπερκαινοφανών

3.1 Γενικά

Το υπόλειμμα υπερκαινοφανούς (*supernova remnant* - SNR) αποτελεί το αποτέλεσμα της έκρηξης του αστέρα και διαμορφώνεται από το υλικό που εκτοξεύεται και εξαπλώνεται στη γύρω περιοχή. Τα υπολείμματα υπερκαινοφανών θερμαίνουν το μεσοαστρικό χώρο, εμπλουτίζουν τον γαλαξία με μέταλλα και επιταχύνουν τις κοσμικές ακτίνες.

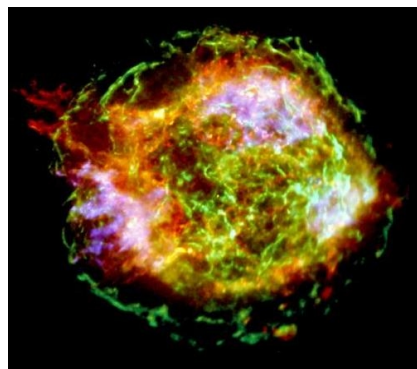
Η ηλικία T_{SNR} των υπολειμμάτων υπερκαινοφανών μπορεί να εκτιμηθεί μετρώντας τη θερμοκρασία τους με φασματοσκοπία ακτίνων Χ. Στη συνέχεια υπολογίζεται η ταχύτητα διαστολής v_{SNR} του κρουστικού κύματος και μέσω αυτής η ηλικία. Αυτή η μέθοδος όμως δεν είναι ιδιαίτερα ακριβής εξαιτίας του γεγονότος ότι το αέριο, του οποίου η θερμοκρασία μετρείται, μπορεί να θερμανθεί ή να ψυχθεί κάτω από διάφορες διαδικασίες. Παρόλα αυτά με τη βοήθεια της Σχέσης (3.1), όπου R_{SNR} είναι η ακτίνα του υπολείμματος, είναι δυνατόν να εκτιμηθεί η ηλικία του υπολείμματος.

$$v_{SNR} \cdot T_{SNR} = R_{SNR} \quad (3.1)$$

3.2 Ταξινόμηση υπολειμμάτων υπερκαινοφανών

Όπως οι υπερκαινοφανείς, έτσι και τα υπολείμματά τους ταξινομούνται σε κατηγορίες. Ο *K. W. Weiler* πρότεινε την ταξινόμησή τους σε τρεις κατηγορίες ύστερα από την καταγραφή των κυριότερων ιδιοτήτων τους στις περιοχές του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος όπου υπάρχουν οι περισσότερες παρατηρήσεις (οπτικά κύματα, ραδιοφωνικά κύματα και ακτίνες Χ)^[4].

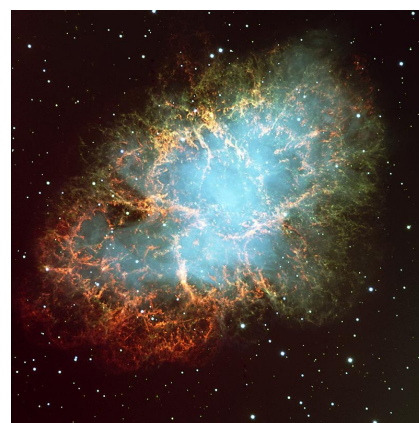
1. **Τύπος Κελύφους (Shell, S-type):** Περισσότερα από το 80% των γνωστών υπολειμμάτων υπερκαινοφανών ανήκουν σε αυτήν την κατηγορία. Τα περισσότερα προέρχονται από εκρήξεις υπερκαινοφανών Τύπου Ι.



Σχήμα 3.1: Το υπόλειμμα Cas A

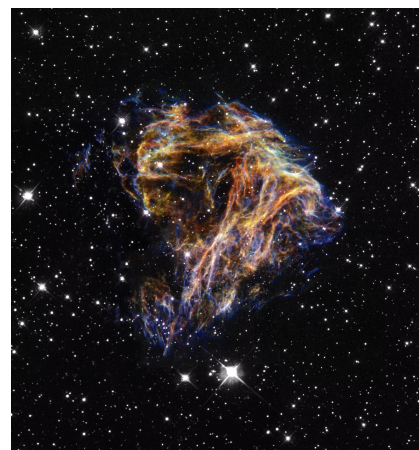
Παρουσιάζουν συμμετρική δομή που θυμίζει κέλυφος ή δακτύλιο. Είναι μάλλον αποτέλεσμα σφοδρής έκρηξης η οποία δημιουργήσε κρουστικό κύμα που παρήγαγε ένα κέλυφος θερμού αερίου. Η ακτινοβολία τους αυξάνει προς την περιφέρεια και έχουν πιο απότομο φασματικό δείκτη από τα υπολείμματα των άλλων κατηγοριών. Αντιπροσωπευτικό υπόλειμμα της κατηγορίας αυτής είναι το υπόλειμμα Cas A (Σχήμα 3.1).

2. **Πεπληρωμένος τύπος** (Plerion, P-type): Ένας μικρός μόνο αριθμός, μικρότερος από 5%, των γνωστών υπολειμμάτων ανήκει στην κατηγορία αυτή που, από φυσικής άποψης, είναι ίσως η πιο ενδιαφέρουσα. Όλα τα υπολείμματα αυτά είναι μικρής σχετικά ηλικίας και προέρχονται αποκλειστικά από εκρήξεις υπερκαινοφανών Τύπου II. Περιέχουν, κατά κανόνα, έναν συμπαγή αστέρα που εκπέμπει κυρίως είτε σε ραδιοφωνικά κύματα, είτε σε ακτίνες X, ενώ η ένταση της ακτινοβολίας τους παρουσιάζει αύξηση προς το κέντρο του υπολείμματος. Αντιπροσωπευτικό υπόλειμμα της κατηγορίας αυτής είναι το Νεφέλωμα του Καρκίνου (Σχήμα 3.2).



Σχήμα 3.2: Το νεφέλωμα του Καρκίνου

3. **Ενδιάμεσος τύπος** (Combination, C-type): Αποτελεί συνδυασμό των δύο προηγούμενων τύπων. Εμφανίζονται τότε σαν Πεπληρωμένου τύπου και τότε σαν τύπου Κελύφους, ανάλογα με τη συχνότητα του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος από την οποία γίνεται η παρατήρηση. Παρόλα αυτά οι ιδιότητες των υπολειμμάτων της κατηγορίας αυτής μοιάζουν περισσότερο με αυτές της κατηγορίας Πεπληρωμένου τύπου παρά του τύπου Κελύφους. Αριθμητικά είναι περισσότερα από τα Πεπληρωμένου τύπου αλλά δεν έχουν μελετηθεί επαρκώς ακόμα. Υπάρχουν δύο υποκατηγορίες των υπολειμμάτων ενδιάμεσου τύπου, τα *θερμικά* (*thermal*) και τα *πεπληρωμένα* (*plerionic*). Αντιπροσωπευτικά υπολείμματα της κατηγορίας αυτής είναι το υπόλειμμα N49 στο Μεγάλο Μαγγελανικό νέφος (Σχήμα 3.3) και το υπόλειμμα VRO 42.05.01 στον αστερισμό του Ηνιόχου.



Σχήμα 3.3: Το υπόλειμμα N49

Η εξέλιξη των υπολειμμάτων περνάει διάφορα στάδια τα οποία επιγραμματικά περιγράφονται ως εξής^[4]:

- Η φάση της *ελεύθερης διαστολής (free expansion)*, κατά την οποία το κρουστικό κύμα αλληλεπιδρά με το μεσοαστρικό χώρο και διαμορφώνει το υπόλειμμα. Τόσο η θερμοκρασία όσο και η ταχύτητα διαστολής διατηρούνται σταθερές.
- Η δεύτερη φάση είναι η φάση της *αδιαβατικής εκτόνωσης (adiabatic or Sedon phase)*. Σε αυτή τη φάση η διαστολή του υπολείμματος αρχίζει να επιβραδύνεται και να ψύχεται. Επίσης παρατηρείται ενίσχυση του μαγνητικού πεδίου μέσα στο υπόλειμμα του υπερκαινοφανούς.
- Η φάση της *θερμικής ακτινοβολίας (radiative or Snow-plow phase)* ξεκινά όταν το υπόλειμμα έχει φτάσει τη θερμοκρασία των $10^9 K$. Σε αυτή τη φάση τα ηλεκτρόνια αλληλεπιδρούν με τα βαριά άτομα, π.χ. Οξυγόνο, με αποτέλεσμα να ακτινοβολείται περισσότερη ενέργεια. Αυτό με τη σειρά του έχει ως αποτέλεσμα τη γρηγορότερη ψύξη του υπολείμματος και τη συρρίκνωσή του.
- Η τελευταία φάση είναι αυτή της *διάχυσης (dissipation phase)*. Όταν η ταχύτητα διαστολής γίνει μικρότερη από την τοπική ταχύτητα του ήχου, το κρουστικό μέτωπο παύει να υφίσταται και το υπόλειμμα του υπερκαινοφανούς διαχέεται στο μεσοαστρικό χώρο. Η πυκνότητά και η θερμοκρασία του συνεχώς ελαττώνονται μέχρι της τελικής διάλυσης και αφομοίωσής του από το μεσοαστρικό χώρο, ο οποίος εμπλουτίζεται με βαρέα στοιχεία.

3.3 Σημασία υπερκαινοφανών στην εξέλιξη της ζωής

Όπως γίνεται αντιληπτό, οι εκρήξεις υπερκαινοφανών αποτελούν ένα πολύ σημαντικό γεγονός σε έναν γαλαξία. Επηρεάζουν τόσο τον ίδιο τον γαλαξία όσο και την εξέλιξη ολόκληρου του σύμπαντος. Οι υπερκαινοφανείς εμπλουτίζουν τον μεσοαστρικό χώρο που τους περιβάλλει με μέταλλα, δηλαδή με στοιχεία βαρύτερα από το Ήλιο. Σε σημεία που το αέριο του μεσοαστρικού χώρου είναι πυκνό μπορεί να προκληθεί *πυρηνική σύντηξη (fusion)* και να σχηματιστούν αστέρες. Επομένως, η αφθονία των διαφόρων χημικών στοιχείων στην εκάστοτε περιοχή επηρεάζει καθοριστικά τη δημιουργία και τη ζωή ενός αστέρα. Επιπρόσθετα ίσως παίζει αποφασιστικό ρόλο και στη δημιουργία ή όχι πλανητών γύρω από αυτόν.

Πέραν του εμπλουτισμού με μέταλλα, οι υπερκαινοφανείς και τα υπολείμματά τους προσδίδουν μεγάλα ποσά ενέργειας στο μεσοαστρικό χώρο. Καθώς το κρουστικό κύμα κινείται, επηρεάζει το μεσοαστρικό χώρο με δύο κυρίως τρόπους:

- θερμαίνει το αέριο που συναντά, αυξάνοντας τη θερμοκρασία του μεσοαστρικού χώρου. Έτσι κάποια μέρη του γαλαξία έχουν διαφορετική θερμοκρασία από κάποια άλλα.
- επιταχύνει ηλεκτρόνια, πρωτόνια και ιόντα σε ταχύτητες που φτάνουν την ταχύτητα του φωτός. Ίσως αυτή η διαδικασία να είναι η απάντηση στο πρόβλημα της προέλευσης των κοσμικών ακτίνων και της επιτάχυνσής τους μέχρι να συναντήσουν την επιφάνεια της Γης.

4

Ανίχνευση υπερκαινοφανών

4.1 Παρατηρητές

4.1.1 Επαγγελματίες αστρονόμοι

Η ανακάλυψη υπερκαινοφανών αποτελεί ένα ιδιαίτερα ενδιαφέρον κομμάτι έρευνας για τους αστρονόμους. Είδαμε ότι οι εκρήξεις υπερκαινοφανών είναι εξαιρετικής σημασίας και η μελέτη τους προσφέρει ποικίλα συμπεράσματα. Υπάρχουν διάφορες ερευνητικές ομάδες που ασχολούνται είτε με την ανίχνευση υπερκαινοφανών είτε με τη μελέτη αυτών με χρήση επίγειων και διαστημικών τηλεσκοπίων.

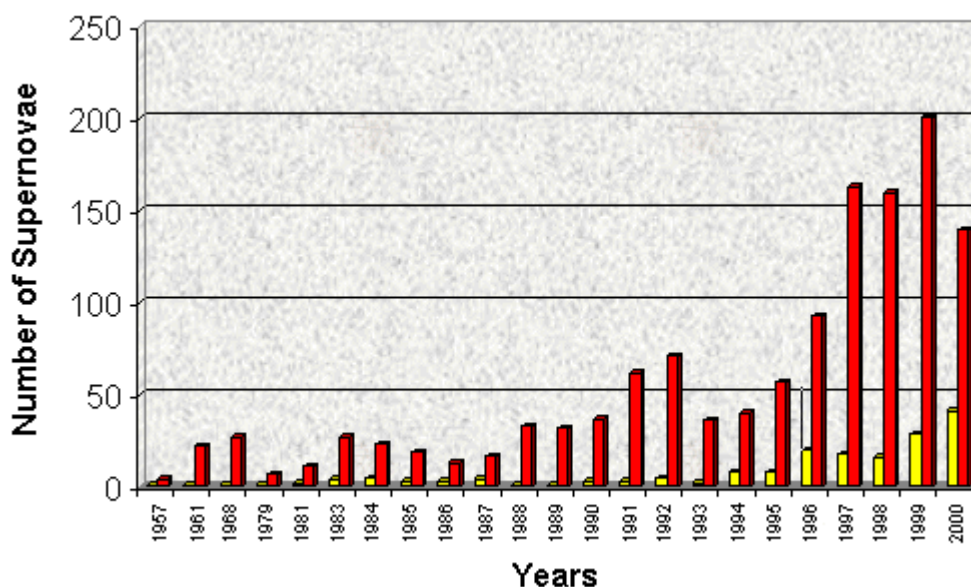
Ένα από τα επίγεια τηλεσκόπια είναι το πλήρως ρομποτικό τηλεσκόπιο Katzman Automatic Imaging Telescope (KAIT) που βρίσκεται στο Lick Observatory της Καλιφόρνιας. Βασική λειτουργία του τηλεσκοπίου αυτού, στα πλαίσια του προγράμματος LOSS (Lick Observatory Supernova Survey), είναι η ανίχνευση υπερκαινοφανών. Το Lick Observatory συνεργάζεται για το σκοπό αυτό και με το Tenagra Observatory σχηματίζοντας το πρόγραμμα LOTOSS.

Άλλα προγράμματα που ανιχνεύουν υπερκαινοφανείς, παρόλο που αυτό δεν αποτελεί τον αντικειμενικό τους σκοπό, είναι το Nearby Supernova Factory Collaboration, το Sloan Digital Sky Survey, το ROTSE, το GOODS, το Deep Lens Survey καθώς και το CFHTLS που αποτελεί μία συνεργασία ανάμεσα στον Καναδά, τη Γαλλία και τη Χαβάη.

4.1.2 Ερασιτέχνες αστρονόμοι

Πολλές ανακαλύψεις υπερκαινοφανών γίνονται από ερασιτέχνες αστρονόμους που δουλεύουν είτε σε ομάδες είτε μεμονωμένα. Οι ανακαλύψεις αυτές γινόταν αρχικά με εντατικές οπτικές παρατηρήσεις με μικρά τηλεσκόπια, όχι μεγαλύτερα από μισό μέτρο, και με φωτογραφικές κάμερες. Η ανάπτυξη της τεχνολογίας όμως προσέφερε στους ερασιτέχνες αστρονόμους, όπως άλλωστε και στους επαγγελματίες, τη χρήση της ψηφιακής κάμερας CCD. Οι κάμερες CCD προσφέρουν βαθύτερες εικόνες πεδίου και δυνατότητα παρατήρησης αμυδρών γαλαξιών. Έτσι

τα τελευταία χρόνια οι ανακαλύψεις από ερασιτέχνες είναι συχνές. Ερασιτέχνες αστρονόμοι από όλο τον κόσμο έχουν ανακαλύψει περισσότερους από 350 υπερκαινοφανείς από το 1950 μέχρι και σήμερα ενώ από το 184 μ.Χ. ο συνολικός αριθμός των υπερκαινοφανών που έχουν ανακαλυφθεί ξεπερνά τους 4000. Στο Σχήμα (4.1) φαίνονται οι υπερκαινοφανείς που ανακαλύπτονται ανά έτος (κόκκινες στήλες) και ο αντίστοιχος αριθμός υπερκαινοφανών που ανακαλύπτεται από ερασιτέχνες αστρονόμους (κίτρινες στήλες). Είναι φανερό ότι τα τελευταία χρόνια, με τη βοήθεια της τεχνολογίας, οι ανακαλύψεις υπερκαινοφανών αυξάνεται με ρυθμό που συνεχώς αυξάνει. Αυτό δεν συμβαίνει απαραίτητα λόγω της αύξησης των παρατηρητών αλλά πιθανότατα οφείλεται στο γεγονός ότι τα αναπτυγμένα τεχνολογικά μέσα που έχουν στη διάθεση τους οι παρατηρητές τους δίνουν τη δυνατότητα να παρατηρούν πιο “βαθιά” στο σύμπαν. Όσο αφορά στην αύξηση των ανακαλύψεων από ερασιτέχνες, αυτή οφείλεται στο ότι η σύγχρονη τεχνολογία που απαιτείται για τέτοιου είδους παρατηρήσεις είναι προσιτή τόσο από οικονομική άποψη όσο και από άποψη χώρου στέγασης.



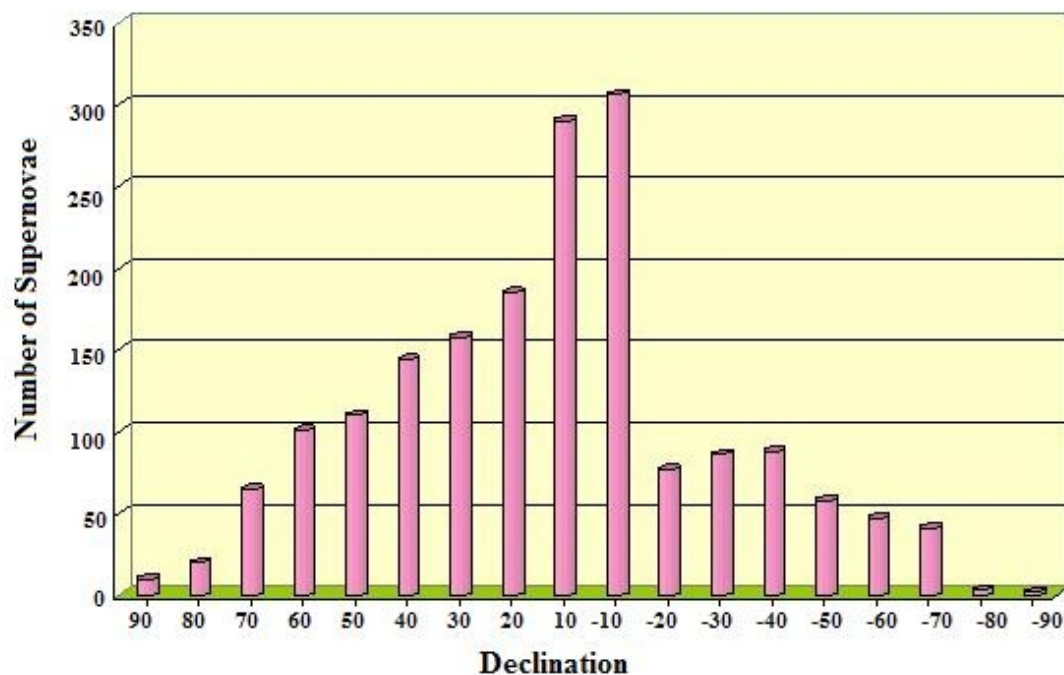
Σχήμα 4.1: Υπερκαινοφανείς που ανακαλύπτονται ανά έτος^[12]

Ιδιαίτερα αποδοτικές προσπάθειες ερασιτεχνών για την ανίχνευση υπερκαινοφανών είναι αυτή του Tim Buckett και της ομάδας του στις Η.Π.Α., του Robert Evans στην Αυστραλία, του Mark Armstrong στη Μεγάλη Βρετανία, του Doug George στον Καναδά καθώς και πολλών Ιταλών, Γαλλών και άλλων.

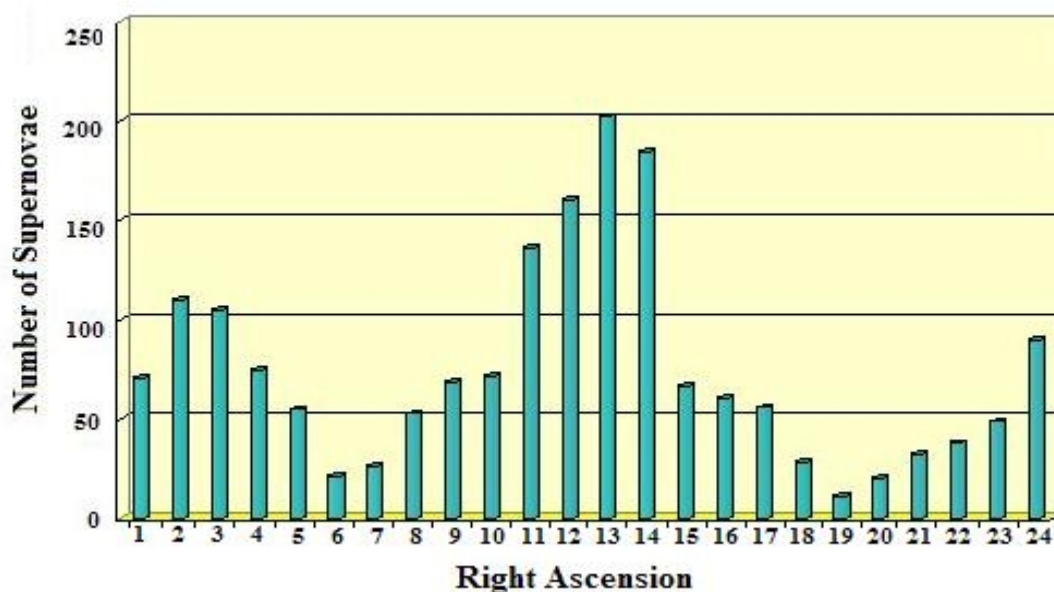
Η ελληνική πρόταση για την ανίχνευση υπερκαινοφανών από ερασιτέχνες αστρονόμους προέρχεται από τη Θεσσαλονίκη. Το 2004 συστάθηκε μία ομάδα με επικεφαλής τον Κώστα Εμμανουηλίδη και ονομάζεται Hellenic Supernova Search Team. Αριθμεί περίπου δέκα μέλη που βρίσκονται σε διάφορα μέρη της Ελλάδας και διαθέτει αξιόλογο ηλεκτρονικό και αστρονομικό εξοπλισμό. Τα μέλη της ομάδας λαμβάνουν τα δεδομένα μέσω Internet από ένα ftp και στη συνέχεια με υπέρθεση των εικόνων προσπαθούν να εντοπίσουν τις διαφορές σε αυτές

από τη μία ημέρα στην άλλη. Παρόλο που δεν έχει καταφέρει μέχρι στιγμής να πετύχει μία ανακάλυψη, έχει βρεθεί πολύ κοντά ενώ έχει κάνει επιβεβαιώσεις υπερκαινοφανών άλλων ερευνητών.

Στα Σχήματα (4.2) και (4.3) παρουσιάζεται ο αριθμός των ανακαλύψεων των υπερκαινοφανών σε σχέση με την απόκλιση και την ορθή αναφορά των γαλαξιών στους οποίους βρίσκονται.



Σχήμα 4.2: Κατανομή υπερκαινοφανών σε σχέση με την απόκλιση του γαλαξία



Σχήμα 4.3: Κατανομή υπερκαινοφανών σε σχέση με την ορθή αναφορά του γαλαξία

Στο ιστόγραμμα του Σχήματος (4.2) παρατηρούμε μία ασυμμετρία σε σχέση με την απόκλιση του γαλαξία η οποία πιθανότατα οφείλεται στον μικρότερο αριθμό παρατηρητών που υπάρχει στο νότιο ημισφαίριο. Οι γαλαξίες με απόκλιση από 10° μέχρι -10° είναι ορατοί τόσο από το βόρειο όσο και από το νότιο ημισφαίριο, επομένως γι' αυτό το λόγο εκεί εμφανίζονται περισσότερες ανακαλύψεις.

Στο ιστόγραμμα του Σχήματος (4.3) παρατηρούμε ότι κοντά στο κέντρο του γαλαξία που έχει ορθή αναφορά $\alpha = 17^h 42^m$ οι ανακαλύψεις μειώνονται. Σε αυτή την ορθή αναφορά, λόγω μεσοαστρικής απορρόφησης, η ικανότητα παρατήρησης σε μεγάλο βάθος μειώνεται. Αντίθετα για ορθή αναφορά κοντά στην τιμή $\alpha = 12^h 49^m$, που είναι ο βόρειος γαλαξιακός πόλος, οι ανακαλύψεις αυξάνονται ακριβώς για τον αντίθετο λόγο. Το ίδιο παρατηρούμε να συμβαίνει στο ιστόγραμμα και στο αντιδιαμετρικό του σημείο, που αντιστοιχεί στο νότιο γαλαξιακό πόλο.

4.2 Εξοπλισμός

Τα τηλεσκόπια που χρησιμοποιούνται συνήθως από ερασιτέχνες αστρονόμους είναι μικρά τηλεσκόπια, διαμέτρου περίπου μέχρι μισού μέτρου. Τα τηλεσκόπια αυτά είναι αρκετά αποτελεσματικά για τους ερασιτέχνες αστρονόμους αφού τα επίπεδα ανάλυσης που προσφέρουν, συχνά σε συνδυασμό με κάποιο συνοδευτικό εξοπλισμό, πχ. μία CCD κάμερα, είναι πολύ ικανοποιητικά.

Σε όλα τα αστεροσκοπεία και επαγγελματικά παρατηρητήρια του κόσμου, αλλά και στα περισσότερα παρατηρητήρια που είναι στημένα από ερασιτέχνες αστρονόμους, χρησιμοποιούνται οι *συσκευές συζευγμένου φορτίου* ή διαφορετικά *πλακίδια CCD - Charged Coupled Devices*. Οι συσκευές αυτές αναπτύχθηκαν αρχικά για βιομηχανικές και στρατιωτικές εφαρμογές. Γρήγορα όμως βρήκαν τεράστια εφαρμογή στην επιστήμη της αστρονομίας, αποτυπώνοντας εικόνες του ουρανού σε διάφορα μήκη κύματος του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος. Οι κάμερες CCD μπορούν, χωρίς υπερβολή, να θεωρηθούν ότι έχουν φέρει επανάσταση στο χώρο της σύγχρονης αστρονομίας σε συνδυασμό και με παράλληλη ανάπτυξη των ηλεκτρονικών υπολογιστών. Η γνώση που αποκτούμε από τη μελέτη των δεδομένων που παίρνουμε από τη συμβολή τους στις παρατηρήσεις του ουρανού είναι τεράστιας σημασίας, αν και χρησιμοποιούνται μόλις τα τελευταία τριάντα χρόνια. Είναι ενδιαφέρον να γίνει μία απλή σύγκριση ανάμεσα στις φωτογραφικές πλάκες που χρησιμοποιούνταν μέχρι τώρα και στις CCD κάμερες. Είναι ενδεικτικό ότι, ποσοτικά, ένα φωτογραφικό φιλμ περιορίζεται από έναν λόγο γύρω στο 100 μεταξύ του εντονότερου και του ασθενέστερου σήματος που μπορεί να καταγράψει, ενώ σε μία CCD ο λόγος αυτός μπορεί να φτάσει μέχρι και τις 10000. Κάποιες βασικές μέθοδοι χρήσης των CCD στην αστρονομία είναι η *απεικόνιση*, η *αστρομετρία*, η *φωτομετρία* και η *φασματοσκοπία*.^[2]

Το βασικό στοιχείο μιας CCD κάμερας είναι ένα πλακίδιο (chip) πυριτίου, καθαρό ή με προσμίξεις. Όπως στην επιφάνεια του φωτογραφικού φιλμ υπάρχουν οι φωτοευαίσθητοι κόκκοι

βρωμιούχου αργύρου (AgBr) έτσι και στην επιφάνεια του πλακιδίου υπάρχουν οι φωτοευαίσθητες ψηφίδες ή στοιχεία εικόνας ή *pixel* (*picture elements*) που λειτουργούν ως αποθηκευτικοί χώροι φωτονίων. Το σχήμα της επιφάνειας του πλακιδίου ποικίλλει από κάμερα σε κάμερα, αλλά συνήθως είναι τετράγωνο ή ορθογώνιο. Για παράδειγμα μπορεί να έχει 512 x 512 pixel, 254 x 382 pixel ή 3072 x 2048 pixel. Η CCD κάμερα έχει παρόλα αυτά παρόμοιο τρόπο λειτουργίας με μία αναλογική φωτογραφική κάμερα. Ένα διάφραγμα ανοίγει για να εκθέσει το πλακίδιο στην ακτινοβολία και κλείνει όταν τελειώσει ο χρόνος έκθεσης.^[3]

Η βασική αρχή στην οποία βασίζεται η λειτουργία της CCD κάμερας είναι το φωτοηλεκτρικό φαινόμενο. Όταν ένα πλακίδιο εκτίθεται στο φως τα φωτόνια της φωτεινής πηγής προσπίπτουν πάνω στο πλακίδιο προκαλώντας σε κάθε pixel την εμφάνιση φωτοηλεκτρονίων τα οποία αποθηκεύονται εκεί μέχρι να τελειώσει η έκθεση. Στη συνέχεια τα ηλεκτρόνια απαριθμούνται ώστε να προσδιοριστεί η τιμή της έντασης των pixel. Όμως η τελική τιμή των pixel σε κάθε κάμερα CCD εξαρτάται από τη μέθοδο που χρησιμοποιείται για να υπολογιστεί και από τον τρόπο που αυτή μετατρέπεται σε ψηφιακή τιμή και αποθηκεύεται στη μνήμη ενός υπολογιστή. Η διαδικασία υπολογισμού του αριθμού των ηλεκτρονίων που φέρει το κάθε pixel γίνεται από ειδικά ηλεκτρονικά μέσα. Αρχικά μετατρέπεται από αυτά τα κυκλώματα σε μία αναλογική τιμή ηλεκτρικού ρεύματος και στη συνέχεια το ηλεκτρικό αυτό ρεύμα περνάει από έναν ενισχυτή ώστε να ενισχυθεί το σήμα. Το σήμα που εξέρχεται από τον ενισχυτή οδηγείται απευθείας σε ένα κύκλωμα που μετατρέπει την αναλογική τιμή του ρεύματος σε ψηφιακή, τον λεγόμενο *ψηφιοποιητή* (*A/D* ή *Analog-to-Digital Converter*). Η ψηφιακή αυτή τιμή, που ονομάζεται *Digital Number (DN)* και μονάδα μέτρησής της είναι το *ADU* ή *Analog-to-Digital Unit*, μπορεί πια να αποθηκευτεί στη μνήμη ενός ηλεκτρονικού υπολογιστή. Το ηλεκτρονικό αυτό σύστημα που περιγράφηκε αποτελεί γενικά την κεφαλή της CCD κάμερας.

Η *απολαβή* (*gain*) μιας CCD κάμερας, ο αριθμός δηλαδή των ηλεκτρονίων που χρειάζεται για να σχηματιστεί μία ψηφιακή μονάδα, καθορίζεται από το ηλεκτρονικό σύστημα που διαθέτει. Ένα από τα μεγαλύτερα πλεονεκτήματα της CCD κάμερας είναι η γραμμικότητα που παρουσιάζει για ένα μεγάλο εύρος τιμών. Γραμμικότητα σημαίνει ότι υπάρχει μία γραμμική σχέση ανάμεσα στην τιμή που συλλέγεται από το κάθε pixel και στη ψηφιακή τιμή που παίρνουμε τελικά.^[3]

4.3 Ονοματοθεσία υπερκαινοφανών

Όλες οι ανακαλύψεις υπερκαινοφανών αναφέρονται στην *Διεθνή Αστρονομική Ένωση* ή *International Astronomical Union (IAU)*. Η ονομασία που δίνεται αποτελείται από τη χρονιά της ανακάλυψης και από ένα ή δύο γράμματα. Οι πρώτοι 26 υπερκαινοφανείς του έτους παίρνουν από ένα κεφαλαίο γράμμα του αγγλικού αλφαβήτου, π.χ. από 2007A έως 2007Z, ενώ οι υπόλοιποι παίρνουν από δύο γράμματα, π.χ. 2007aa, 2007ab, ..., 2007az, 2007ba, ..., 2007bz, κ.ό.κ.

Για κάθε υπερκαινοφανή που ανακαλύπτεται καταγράφονται πληροφορίες όπως το όνομα του γαλαξία στον οποίο βρίσκεται (*Host Galaxy*), η ημερομηνία ανακάλυψης (*Date*), οι ουρανογραφικές συντεταγμένες του γαλαξία (*R.A.*, *Dec.*), η απόσταση του υπερκαινοφανούς από τον πυρήνα του γαλαξία (*Offset*), το μέγεθος του υπερκαινοφανούς κατά την ανακάλυψή του (*Mag.*), η αναφορά της ανακάλυψης (*Disc. Ref.*), η θέση του υπερκαινοφανούς (*SN Position*), η πηγή της ακριβούς θέσης (*Posn. Ref.*), ο τύπος του υπερκαινοφανούς όπως έχει κατά ή κοντά στη χρονική στιγμή της ανακάλυψης (*Type SN*), και ο παρατηρητής ή παρατηρητές (*Discoverer(s)*).

5

Το λογισμικό Starlink

5.1 Γενικά

Το λογισμικό που αναπτύχθηκε στα πλαίσια της εργασίας έχει αναπτυχθεί και εκτελείται σε περιβάλλον *Linux*. Το *Linux* είναι ένα λειτουργικό σύστημα ελεύθερου λογισμικού και ανοικτού κώδικα που σημαίνει ότι μπορεί να χρησιμοποιηθεί, να τροποποιηθεί και να διανεμηθεί από οποιονδήποτε. Χαρακτηρίζεται σαν *Unix-like* λειτουργικό σύστημα γιατί μοιάζει πολύ με το σύστημα *Unix*. Στην πραγματικότητα διαθέτει τις περισσότερες εντολές του *Unix* και υποστηρίζει τις εφαρμογές του ενώ η φιλοσοφία της σχεδιάσής του πλησιάζει αρκετά αυτή του *Unix* από οποιουδήποτε άλλου λειτουργικού συστήματος.

Πέραν των βασικών εντολών και των πλεονεκτημάτων που εκμεταλλεύεται από το περιβάλλον του *Linux*, το λογισμικό που αναπτύχθηκε στηρίζεται κατά πολύ σε ένα λογισμικό ανοικτού κώδικα (open source), το *Starlink Software*. Το *Starlink* αποτελεί ένα βρετανικό αστρονομικό υπολογιστικό πακέτο που διαχειρίζεται και επεξεργάζεται αστρονομικά δεδομένα. Αντίστοιχο του λογισμικού *Starlink* είναι και το αμερικανικό αστρονομικό πακέτο *IRAF*.

5.2 Περιγραφή του λογισμικού Starlink

Το *Starlink Software Collection* είναι ένα λογισμικό το οποίο διαχειρίζεται και διανέμεται από το *Starlink Project*. Μέρος των λογισμικών αναπτύχθηκε από μέλη του *Starlink Project* αλλά κάποια άλλα από εξωτερικούς φορείς.

Το λογισμικό είναι κατηγοριοποιημένο σε τέσσερις κύριους τομείς.

- **Πακέτα (Packages)** – είναι συλλογές προγραμμάτων για ανάλυση, μετατροπή και προβολή δεδομένων. Υποδιαιρούνται σε έντεκα τομείς ώστε να είναι ευκολότερη η εύρεση του κατάλληλου πακέτου προς χρήση.
- **Κοινόχρηστα προγράμματα (Utilities)** – είναι μικρά προγράμματα αφιερωμένα σε συγκεκριμένους σκοπούς.

- Βιβλιοθήκες υπορουτίνων (Subroutine Libraries) – είναι για προγραμματιστές που γράφουν αστρονομικά λογισμικά. Προσφέρουν πρόσθετα εργαλεία όπως αστρονομικούς υπολογισμούς, διαχείριση δεδομένων και γραφικά.
- Υποδομή (Infrastructure) – αποτελείται από αντικείμενα που χρησιμεύουν κυρίως σε όσους αναπτύσσουν λογισμικά χρησιμοποιώντας το περιβάλλον του Starlink Software.

Σκοπός του Starlink είναι να προσφέρει *σταθερά (stable)*, *μεταβιβάσιμα (portable)* και *επεκτάσιμα (extensible)* πακέτα εφαρμογών τα οποία να δουλεύουν αρμονικά. Βασικός παράγοντας για την επίτευξη αυτού του στόχου είναι όλα τα πακέτα να δουλεύουν με μία συγκεκριμένη μορφή δεδομένων. Όλες οι εφαρμογές χρησιμοποιούν την ίδια βασική δομή δεδομένων, την *NDF*. Ο όρος *NDF* προέρχεται από την έκφραση '*extensible n-dimensional data format*'. Αυτή η μορφή περιέχει έναν πίνακα δεδομένων *n* διαστάσεων, που μπορεί να αποθηκεύσει σχεδόν όλες τις μορφές αστρονομικών δεδομένων, όπως εικόνες, φάσματα κ.ά. Μπορεί να αποθηκεύει σετ δεδομένων τα οποία είναι πάνω από δύο διαστάσεις. Επίσης μπορεί να περιέχει πληροφορίες όπως ο τίτλος, τα ονόματα των αξόνων, οι μονάδες και τα σφάλματα κάποιων γραφημάτων. Η μορφή *NDF* είναι βασισμένη σε ένα σύστημα ιεραρχίας δεδομένων, το *HDS (Hierarchical Data System)*. Το *HDS* είναι σχεδιασμένο ώστε να αποθηκεύει πολλών ειδών πληροφορίες. Είναι εξαιρετικό στην αποθήκευση δεδομένων σε μεγάλους πολυδιάστατους πίνακες. Το σύστημα αυτό χρησιμοποιεί μία συγκεκριμένη επέκταση αρχείου την *`.sdf`*. Τα αρχεία αυτά είναι ιδιαίτερα ευέλικτα καθώς είναι δυνατόν να προστίθενται και να αφαιρούνται δεδομένα από αυτά χωρίς να χάνουν τη λογική τους δομή. Προσφέρει τρόπους αποθήκευσης βοηθητικών δεδομένων (*metadata*) που σχετίζονται με τα δεδομένα αλλά μπορεί να επεκταθεί σε βαθμό που να εξυπηρετεί τις ανάγκες του κάθε χρήστη.

5.3 Περιγραφή των πακέτων FIGARO και GAIA

5.3.1 FIGARO

Το Figaro είναι ένα πακέτο του λογισμικού Starlink, διατίθεται ελεύθερα και είναι ανοικτού κώδικα. Ο σκοπός για τον οποίο αναπτύχθηκε αυτό το πακέτο είναι η επεξεργασία ψηφιακών εικόνων και φασμάτων. Η ανάπτυξη του έγινε από τον Keith Shortridge αρχικά στο Caltech και στη συνέχεια στο Anglo-Australian Observatory (AAO). Η έκδοση που χρησιμοποιήθηκε χαρακτηρίζεται ως Portable Figaro και εκδόθηκε και υποστηρίζεται από το Starlink Project. Το Portable Figaro μπορεί να εκτελεστεί σε περιβάλλον κονσόλας (command line) του Unix (συνήθως σε ένα shell όπως το C shell) αλλά και από ένα δεύτερο περιβάλλον γραμμής εντολών, το ICL. Το ICL είναι ένα περιβάλλον που μπορεί να επικοινωνεί με ένα παραμετρικό σύστημα που προσφέρεται από το Starlink, το ADAM. Στην περίπτωση μας προτιμήθηκε η πρώτη περίπτωση του απλού περιβάλλοντος γραμμών εντολών.

Το Figaro υποστηρίζει διάφορες μορφές δεδομένων πέραν της βασικής NDF, όπως τα FITS και IRAF. Σε αυτό το σημείο αξίζει να παρατεθούν λίγα λόγια για τη μορφή δεδομένων FITS αφού σε τέτοια μορφή είναι τα δεδομένα που διαθέτουμε.

Η μορφή δεδομένων *FITS* προέρχεται από την έκφραση *Flexible Image Transport System*. Η μορφή αυτή εξελίχθηκε από την ανάγκη της ύπαρξης μιας συγκεκριμένης μορφής αρχείου για την αποθήκευση και μεταφορά αστρονομικών δεδομένων. Η αυθεντική βασική μορφή σχεδιάστηκε για τη μεταφορά εικόνων και αποτελούνταν από δυαδικούς πίνακες (*binary array*), συνήθως πολυδιάστατους. Αργότερα το σύστημα FITS επεκτάθηκε για να εξυπηρετεί και περισσότερο πολύπλοκες μορφές δεδομένων.

Η οργάνωση και δομή ενός αρχείου FITS ακολουθεί μία συγκεκριμένη σειρά.

1. Primary HDU
2. Conforming Extensions (optional)
3. Other special records (optional)

Το HDU αντιπροσωπεύει τις λέξεις *Header and Data Unit* και αποτελείται από μία επικεφαλίδα που δίνει πληροφορίες για τα δεδομένα, για τη δομή με την οποία είναι αποθηκευμένα τα δεδομένα καθώς και τα ίδια τα δεδομένα. Το κάθε αρχείο FITS ξεκινάει υποχρεωτικά με την κεφαλίδα (*header*), που είναι αποθηκευμένη σε ASCII μορφή και ακολουθείται από τον πίνακα δεδομένων ο οποίος μπορεί να είναι από 0 έως 999 διαστάσεων και είναι αποθηκευμένα σε δυαδική μορφή (*binary*) χωρίς ενδιάμεσα κενά.

5.3.2 GAIA

Το GAIA είναι ένα εργαλείο κατάλληλο για προβολή και ανάλυση ψηφιακών αστρονομικών εικόνων. Προσφέρει τις συνήθεις εφαρμογές ενός προγράμματος επεξεργασίας και ανάλυσης εικόνας αλλά ταυτόχρονα προσφέρει και ιδιαίτερα αστρονομικά εργαλεία για φωτομετρία (*aperture and optimal photometry*), δημιουργία ισοδυναμικών καμπυλών (*contouring*), εντοπισμό πηγής (*source detection*), σύγκριση με επίθεση φωτογραφιών (*blink comparison*), δυνατότητα πρόσβασης σε διαδικτυακούς αστρονομικούς καταλόγους, κ.ά.

5.4 Περιγραφή των εντολών του FIGARO

Οι εντολές που χρησιμοποιούνται στο λογισμικό που αναπτύχθηκε περιγράφονται στη συνέχεια.

FITSKEYS – List the FITS keywords in a data file

Καταγράφει σε λίστα όλα τα δεδομένα που υπάρχουν στο header ενός αρχείου FITS παρουσιάζοντάς τα με μία απλούστερη μορφή, ιδιαίτερα στην περίπτωση που υπάρχουν πολλά σχόλια των λέξεων – κλειδιά.

Παράμετρος της εντολής είναι η *INPUT* η οποία δηλώνει το όνομα του αρχείου FITS .

RDFITS – Read file in AAO de facto 'Disk FITS' format

Διαβάζει ένα αρχείο από το δίσκο σε μορφή FITS (ή FTS, FIT) και δημιουργεί ένα αρχείο δεδομένων σε μορφή NDF (.sdf) με το οποίο λειτουργεί το Figaro. Οι διάφορες παράμετροι που δέχεται η εντολή την καθιστούν ικανή να επεξεργαστεί και άλλου είδους δεδομένα εκτός από τη μορφή FITS.

Κάποιες βασικές παράμετροι είναι οι *FILE* και *IMAGE*. Η παράμετρος *FILE* δηλώνει το όνομα της αρχικής εικόνας, ενώ η παράμετρος *IMAGE* δηλώνει το όνομα της εικόνας που προκύπτει.

MEDSKY – Take the median of a number of images

Παίρνει σαν είσοδο μία σειρά από εικόνες και παράγει στην έξοδό της μία εικόνα στην οποία το κάθε pixel είναι ίσο με τη μεσαία τιμή των αντίστοιχων pixel των αρχικών εικόνων. Επειδή είναι μία χρονοβόρα διαδικασία ο αλγόριθμος που χρησιμοποιείται στην εντολή αυτή προσπαθεί κάθε φορά να εκτιμήσει το μέγεθος της μνήμης που είναι διαθέσιμο ώστε να εκτελεστεί γρηγορότερα αν τα δεδομένα προς επεξεργασία είναι πολλά.

Κάποιες βασικές παράμετροι είναι οι *FILES*, *OUTPUT* και *SCALED*. Η παράμετρος *FILES* είναι το όνομα ενός αρχείου κειμένου στο οποίο είναι καταγεγραμμένα τα ονόματα των εικόνων που θα επεξεργαστεί η εντολή. Σε κάθε γραμμή γράφεται από ένα όνομα. Η παράμετρος *OUTPUT* είναι το όνομα του αρχείου που θα δημιουργηθεί από την επεξεργασία του συνόλου των εικόνων. Πρέπει υποχρεωτικά το όνομα αυτό να είναι διαφορετικό από το όνομα οποιασδήποτε από τις εικόνες που καταγράφονται μέσα στο αρχείο *FILES*. Η παράμετρος *SCALED* μπορεί να οριστεί ως 'yes' ή 'no'. Αν οριστεί ως 'yes' τότε υπολογίζει τη συνολική μεσαία τιμή για την κάθε εικόνα ξεχωριστά και πριν να χρησιμοποιήσει τα δεδομένα μιας εικόνας, την πολλαπλασιάζει με έναν παράγοντα που δίνεται από τη μεσαία τιμή της πρώτης εικόνας διαιρεμένη με τη μεσαία τιμή της εικόνας που πρόκειται να υποστεί επεξεργασία. Αυτό σημαίνει ότι όλες οι εικόνες θα υποστούν μία κανονικοποίηση ως προς τη μεσαία τιμή της πρώτης εικόνας. Αν η παράμετρος *SCALED* οριστεί ως 'yes' τότε δημιουργείται ένα αρχείο MEDSKY.LOG το οποίο περιέχει το όνομα του αρχείου, τη μεσαία τιμή και τον παράγοντα κανονικοποίησης που χρησιμοποιήθηκε για την κάθε εικόνα.

ISUB-Subtracts two images (or two spectra)

Αφαιρεί την τιμή ενός pixel μιας εικόνας από την τιμή του αντίστοιχου pixel της δεύτερης εικόνας.

Κάποιες βασικές παράμετροι είναι οι *IMAGE*, *IMAGE1* και *OUTPUT* οι οποίες είναι το όνομα της πρώτης εικόνας, της δεύτερης εικόνας και της τελικής εικόνας αντίστοιχα. Το όνομα της τελικής εικόνας μπορεί να είναι το ίδιο με το όνομα της πρώτης εικόνας.

ICDIV – Divides an image by a constant

Διαιρεί κάθε pixel μίας εικόνας με μία σταθερή τιμή. Οι βασικές παράμετροι της εντολής αυτής είναι οι *IMAGE*, *FACTOR* και *OUTPUT*, που είναι αντίστοιχα, το όνομα της εικόνας που θα υποστεί τη διαίρεση, η σταθερή τιμή υπό την οποία θα γίνει η διαίρεση (διαιρέτης) και το όνομα της τελικής εικόνας. Το όνομα της τελικής εικόνας μπορεί να είναι το ίδιο με το όνομα της πρώτης εικόνας.

ICMULT – Multiplies an image by a constant

Πολλαπλασιάζει κάθε pixel μίας εικόνας με μία σταθερή τιμή. Οι βασικές παράμετροι της εντολής αυτής είναι οι *IMAGE*, *FACTOR* και *OUTPUT*, που είναι αντίστοιχα, το όνομα της εικόνας που θα υποστεί τον πολλαπλασιασμό, η σταθερή τιμή με την οποία θα γίνει ο πολλαπλασιασμός και το όνομα της τελικής εικόνας. Το όνομα της τελικής εικόνας μπορεί να είναι το ίδιο με το όνομα της πρώτης εικόνας.

IDIV – Divides two images (or two spectra)

Διαιρεί την τιμή κάθε pixel μίας εικόνας με την τιμή του αντίστοιχου pixel μιας άλλης εικόνας. Οι βασικές παράμετροι της εντολής αυτής είναι οι *IMAGE*, *IMAGE1* και *OUTPUT*, που είναι αντίστοιχα το όνομα της εικόνας που θα παίζει το ρόλο του διαιρετέου, της εικόνας που θα είναι ο διαιρέτης και το όνομα της τελικής εικόνας. Το όνομα της τελικής εικόνας μπορεί να είναι το ίδιο με αυτό της πρώτης εικόνας.

YTRACT – Adds contiguous columns of an image to form a spectrum

Προσθέτει τις συνεχόμενες στήλες μιας εικόνας (όπου ως στήλη θεωρούνται τα pixel με την ίδια τιμή X) και δημιουργεί μία εικόνα μιας διάστασης, δηλαδή ένα φάσμα. Οι βασικές παράμετροι της εντολής αυτής είναι οι *IMAGE*, *XSTART*, *XEND* και *SPECTRUM*, που είναι αντίστοιχα το όνομα της αρχικής εικόνας, η αρχική και τελική τιμή του X που θα χρησιμοποιηθεί και το όνομα της μονοδιάστατης εικόνας (φάσμα) που θα δημιουργηθεί.

EXTRACT – Adds contiguous lines of an image to form a spectrum

Προσθέτει τις συνεχόμενες γραμμές μιας εικόνας (όπου ως γραμμή θεωρούνται τα pixel με την ίδια τιμή Y) και δημιουργεί μία εικόνα μιας διάστασης, δηλαδή ένα φάσμα. Οι βασικές παράμετροι της εντολής αυτής είναι οι *IMAGE*, *YSTART*, *YEND* και *SPECTRUM*, που είναι αντίστοιχα το όνομα της αρχικής εικόνας, η αρχική και τελική τιμή του Y που θα χρησιμοποιηθεί και το όνομα της μονοδιάστατης εικόνας (φάσμα) που θα δημιουργηθεί.

SCROSS – Cross-correlate two spectra & get relative shift

Συσχετίζει δύο φάσματα και δίνει τη σχετική τους μετατόπιση σε pixel. Οι βασικές παράμετροι είναι οι *SPECTRUM*, *TEMPLATE*, *XSTART* και *XEND*. Η παράμετρος *SPECTRUM* ορίζει το όνομα του φάσματος του οποίου θέλουμε να προσδιορίσουμε τη σχετική μετατόπιση με ένα πρότυπο φάσμα. Η παράμετρος *TEMPLATE* ορίζει το όνομα του πρότυπου φάσματος ενώ οι παράμετροι *XSTART* και *XEND* προσδιορίζουν αντίστοιχα την περιοχή για την οποία θα υπολογιστεί η σχετική μετατόπιση.

ISHIFT – Applies a linear X and a linear Y shift to an image

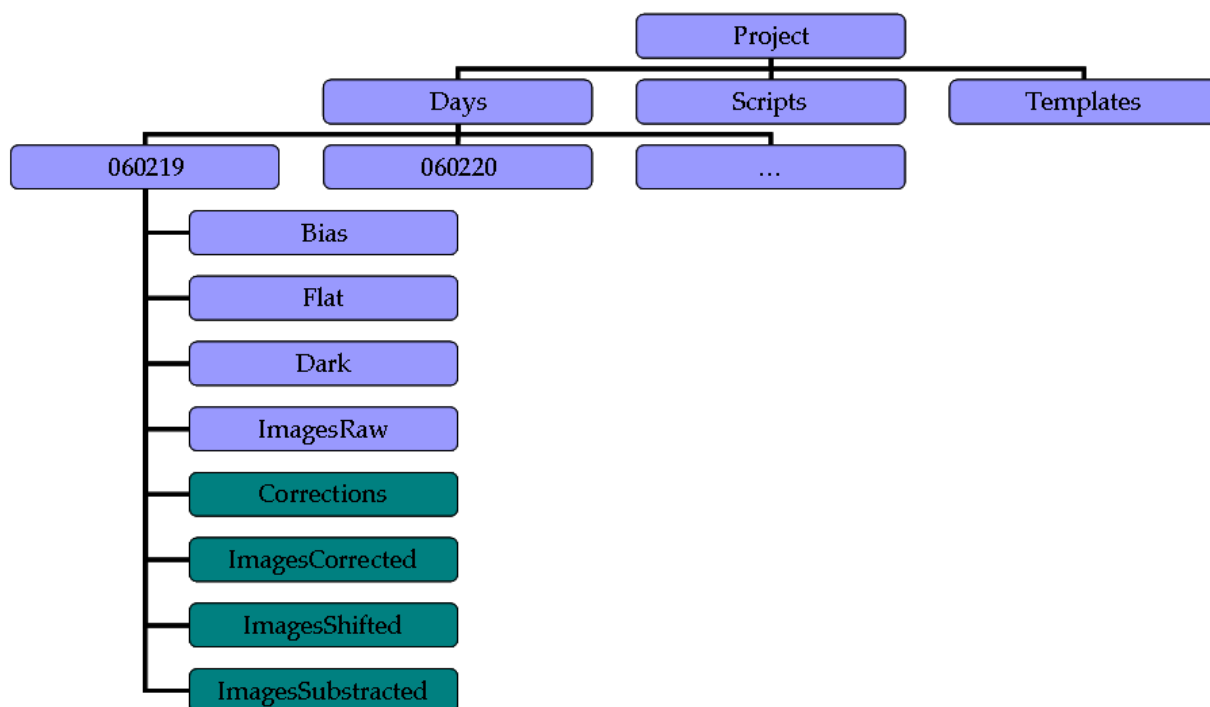
Εφαρμόζει μία γραμμική μετατόπιση κατά X και κατά Y σε μία εικόνα. Οι βασικές παράμετροι είναι οι *IMAGE*, *XSHIFT*, *YSHIFT*, *XSPLIT*, *YSPLIT* και *OUTPUT*. Η παράμετρος *IMAGE* είναι το όνομα της εικόνας που θα υποστεί τη μετατόπιση, *XSHIFT* είναι η μετατόπιση κατά X, *YSHIFT* η μετατόπιση κατά Y, *XSPLIT* και *YSPLIT* είναι ο αριθμός των υποδιαιρέσεων που θα υποστεί το κάθε pixel της εικόνας κατά X και κατά Y και *OUTPUT* το όνομα του αποτελέσματος της όλης επεξεργασίας. Το όνομα της τελικής εικόνας μπορεί να είναι το ίδιο με αυτό της *IMAGE*.

6

Περιγραφή του λογισμικού

6.1 Δομή και περιγραφή των δεδομένων

Για τη σωστή λειτουργία του προγράμματος είναι απαραίτητη μία συγκεκριμένη δομή αρχείων. Έτσι λοιπόν από έναν κεντρικό φάκελο που μπορεί να έχει οποιοδήποτε όνομα, π.χ. *Project*, θα πρέπει να “κρέμονται” τρεις υποφάκελοι που θα έχουν υποχρεωτικά τα ονόματα *Days*, *Templates*, *Scripts*. Ο φάκελος *Days* περιέχει τις εικόνες – παρατηρήσεις. Οι εικόνες αυτές πρέπει να είναι σε μορφή FITS και να βρίσκονται μέσα σε φακέλους με όνομα την ημερομηνία παρατήρησης, π.χ. .../Project/Days/060219 (Σχήμα 6.1). Οι φάκελοι με το σκούρο χρώμα παράγονται σε κάθε φάκελο ημερομηνίας κατά την εκτέλεση των εκτελέσιμων αρχείων. Ο φάκελος *Templates* πρέπει να περιέχει τις εικόνες που θα χρησιμοποιούνται σαν εικόνες



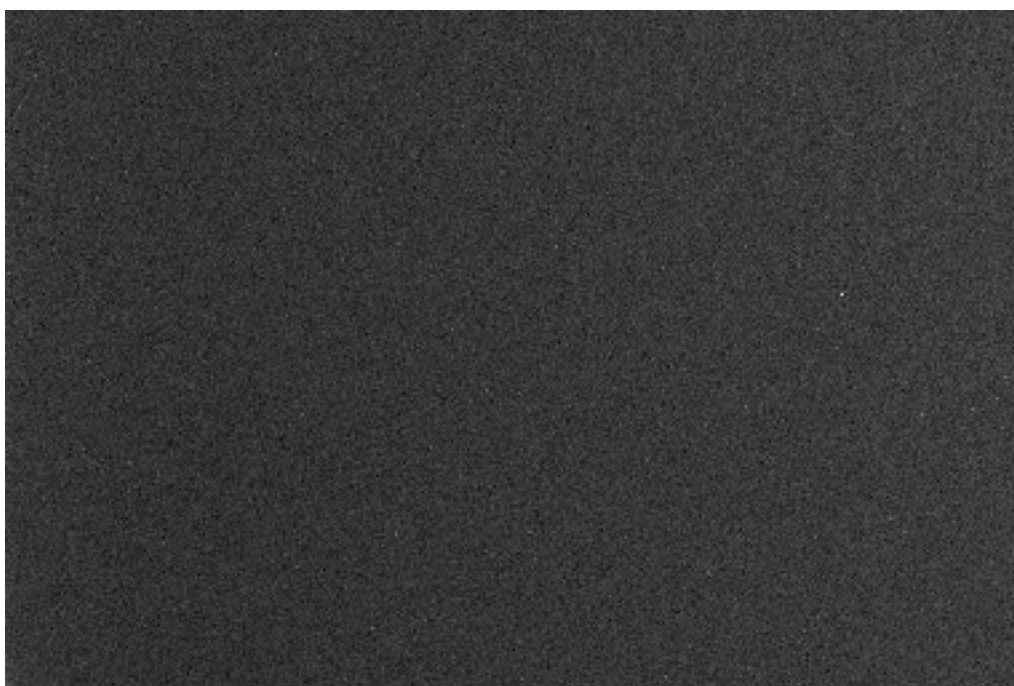
Σχήμα 6.1: Δομή των δεδομένων

αναφοράς. Οι εικόνες αυτές είναι εικόνες από συγκεκριμένες ημερομηνίες, όχι απαραίτητα τις ίδιες, που δεν παρουσιάζουν την εμφάνιση κάποιου φαινομένου. Ο φάκελος *Scripts* πρέπει να περιέχει τα εκτελέσιμα αρχεία που έχουν κατάληξη “.csh”.

Μέσα στον φάκελο με τις παρατηρήσεις κάθε ημερομηνίας, π.χ. 060219, υπάρχουν άλλοι υποφάκελοι που χωρίζουν τα δεδομένα που έχει ο χρήστης στη διάθεσή του. Ένας από αυτούς, με όνομα *ImagesRaw*, περιέχει τις εικόνες πεδίου, δηλαδή τους στόχους ενδιαφέροντος. Εκτός από τις εικόνες πεδίου είναι απαραίτητο να υπάρχουν και κάποιες άλλες εικόνες για την σωστή επεξεργασία, οι λεγόμενες *εκθέσεις βαθμονόμησης (calibration frames)*. Αυτές οι εικόνες τοποθετούνται μέσα στους άλλους υποφάκελους. Ο πρώτος ονομάζεται *Bias* και περιέχει τις εικόνες *θορύβου μηδενικής έκθεσης*. Ο δεύτερος ονομάζεται *Dark* και περιέχει τις εικόνες του *ρεύματος σκότους*. Ο τρίτος ονομάζεται *Flat* και περιέχει τις εικόνες *φωτομετρικές διόρθωσης*. Συνήθως λαμβάνονται πριν ή μετά τη φωτογράφιση των υπό παρατήρηση αντικειμένων. Στη συνέχεια δίνονται κάποια βασικά χαρακτηριστικά των εκθέσεων βαθμονόμησης και ο λόγος που είναι απαραίτητες για τη σωστή επεξεργασία των εικόνων παρατήρησης.

6.1.1 Εικόνες θορύβου μηδενικής έκθεσης (bias frames)

Με τις εικόνες αυτές (Σχήμα 6.2) καθορίζουμε το επίπεδο *μηδενικής έκθεσης (bias level)*. Το επίπεδο αυτό αντιστοιχεί στην ψηφιακή τιμή του φορτίου (*counts*) που έχουν τα μη εκτεθειμένα pixel. Το επίπεδο αυτό είναι πάντα διάφορο του μηδενός αφού υπάρχουν πάντα ηλεκτρόνια στην επιφάνεια των πλακιδίων CCD. Το επίπεδο αυτό θα μένει αμετάβλητο με το πέρασμα του χρόνου. Ο χρόνος έκθεσης αυτού του είδους της φωτογραφίας είναι μηδενικός και το διάφραγμα

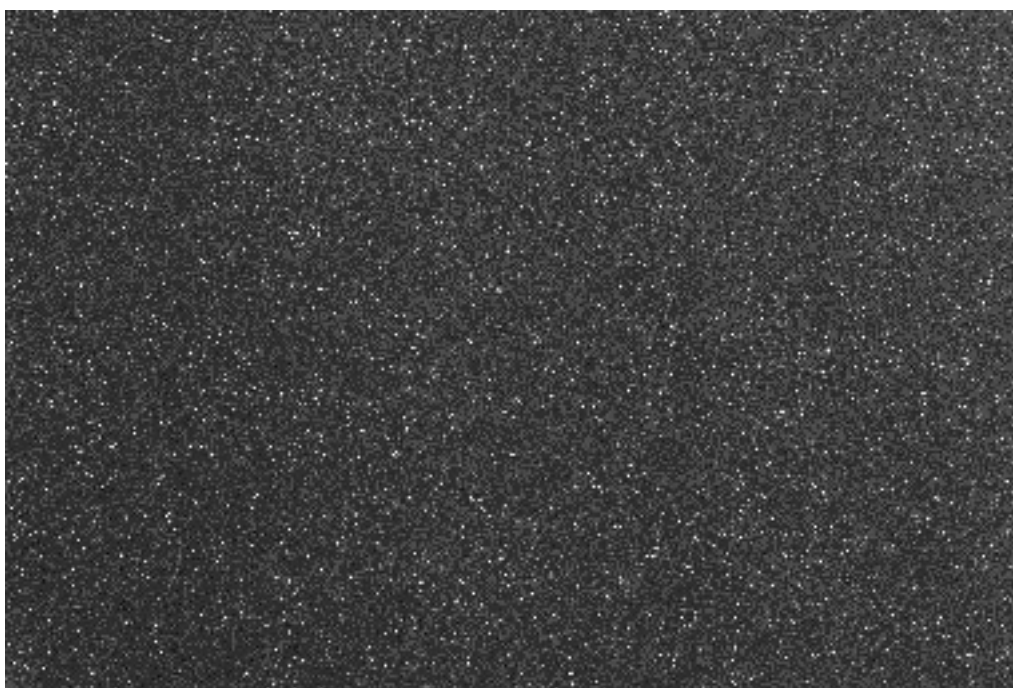


Σχήμα 6.2: Εικόνα bias

παραμένει κλειστό. Για την καλύτερη διόρθωση των φωτογραφιών πεδίου από το θόρυβο μηδενικής έκθεσης, προτιμάται μία φωτογραφία που αποτελεί το μέσο όρο περίπου δέκα εικόνων.^[3]

6.1.2 Εικόνες ρεύματος σκότους (dark frames)

Στις εικόνες αυτές (Σχήμα 6.3) καταγράφεται το επίπεδο του *ρεύματος σκότους* (*dark current*). Ρεύμα σκότους για κάθε pixel μιας CCD κάμερας ορίζεται ο αριθμός των θερμικών ηλεκτρονίων που παράγονται ανά δευτερόλεπτο. Σε μία καλά ψυχθείσα κάμερα το ρεύμα αυτό μπορεί να είναι μικρότερο από ένα ηλεκτρόνιο το δευτερόλεπτο. Οι εκθέσεις ρεύματος σκότους είναι εικόνες που λαμβάνονται με κλειστό διάφραγμα και για χρονικό διάστημα συνήθως όσο αυτό των φωτογραφιών πεδίου. Εκθέσεις άνω των 45 δευτερολέπτων δεν συνηθίζονται γιατί το ρεύμα σκότους αυξάνεται γραμμικά με το χρόνο και για τον λόγο αυτό μπορεί να εφαρμοστεί μία απλή αλλαγή κλίμακας. Όμως, αυτό δεν συμβαίνει πάντα. Οι εκθέσεις του ρεύματος σκότους μπορούν να δώσουν επιπλέον πληροφορίες για καμμένα ή ελαττωματικά pixel καθώς και μία εκτίμηση για το πλήθος των κοσμικών ακτίνων που φτάνουν στο σημείο παρατήρησης. Όπως και στις εικόνες θορύβου μηδενικής έκθεσης, έτσι και εδώ η ιδανικότερη διόρθωση γίνεται με μία εικόνα που έχει προέλθει από έναν αριθμό εκθέσεων.^[3]

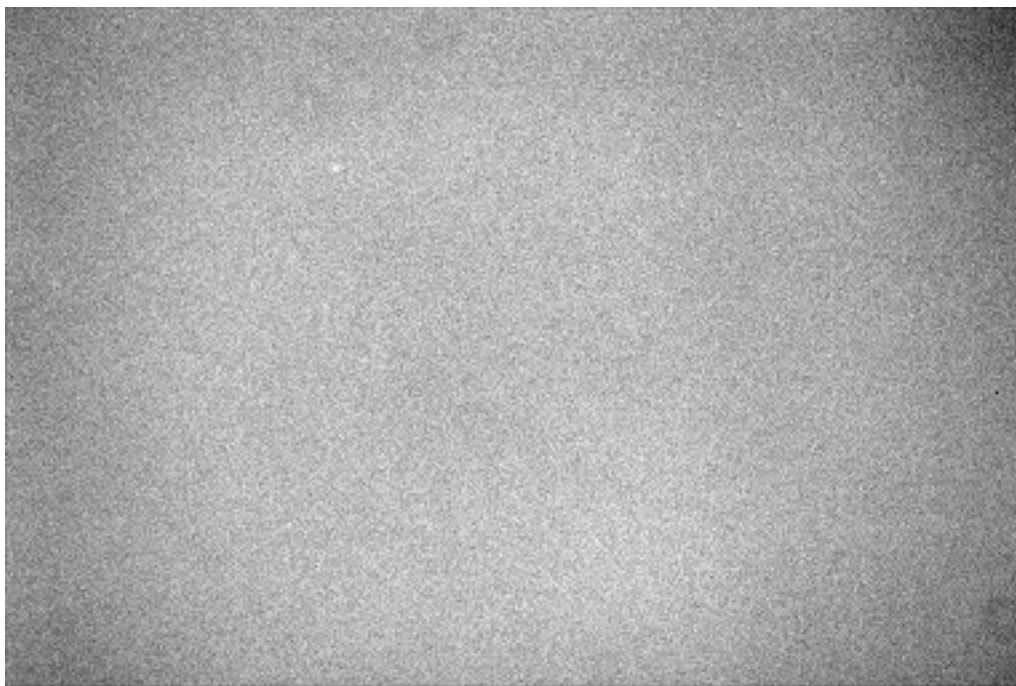


Σχήμα 6.3: Εικόνα dark

6.1.3 Εικόνες φωτομετρικής διόρθωσης (flat frames)

Με τις εικόνες αυτές (Σχήμα 6.4) διορθώνουμε την ανομοιομορφία που οφείλεται στη διαφορετική *κβαντική απόδοση* των pixel καθώς και κάθε ανομοιομορφία που παρουσιάζεται στον ανιχνευτή. Η επιφάνεια που φωτογραφίζεται για το σκοπό αυτό είναι όσο το δυνατόν πιο

ισοφωτισμένη, για αυτό προτιμάται ο ακόμα φωτισμένος ουρανός του λυκόφωτος. Όπως και στις προηγούμενες εκθέσεις, έτσι και εδώ η ιδανικότερη διόρθωση γίνεται με μία φωτογραφία που έχει προέλθει από έναν αριθμό εικόνων, συνήθως δέκα. Ένα καλό και χρήσιμο ισοφωτισμένο πεδίο έχει περίπου 20000 ± 2000 counts.^[3]



Σχήμα 6.4: Εικόνα *flat*

6.2 Τα εκτελέσιμα αρχεία του λογισμικού

Το λογισμικό αποτελείται από εκτελέσιμα αρχεία (*scripts*) τα οποία καλούνται κάθε φορά μέσα από ένα κεντρικό script για να εκτελεστούν. Τα script αυτά βρίσκονται όλα στον φάκελο *Scripts*. Επίσης πριν ξεκινήσει η διαδικασία επεξεργασίας των εικόνων, ο χρήστης πρέπει να δημιουργήσει ένα αρχείο κειμένου με το όνομα *Dates.txt* στον φάκελο *Scripts*. Το αρχείο αυτό περιέχει τις ημερομηνίες για τις οποίες ο χρήστης επιθυμεί να γίνει η επεξεργασία.

Παρακάτω περιγράφονται τα script, οι λειτουργίες τους καθώς και οι εντολές τους σε μορφή ψευδοκώδικα.

main.csh

Το κεντρικό αυτό script ξεκινά καλώντας το C shell ώστε να τεθούν σε ισχύ όλες οι εντολές που περιέχονται σε αυτό.

```
#!/bin/csh
```

Στη συνέχεια το script παίρνει από το αρχείο κειμένου *Dates.txt* τις προς επεξεργασία ημερομηνίες. Μέσα σε κάθε φάκελο ημερομηνίας που επιλέχθηκε δημιουργούνται τέσσερις υποφάκελοι που θα χρειαστούν στα επόμενα στάδια του προγράμματος (Σχήμα 6.1). Οι φάκελοι

αυτοί ονομάζονται αντίστοιχα *Corrections*, *ImagesCorrected*, *ImagesShifted* και *ImagesSubtracted*. Το script συνεχίζει δίνοντας εντολές για την εκτέλεση των υπόλοιπων εκτελέσιμων αρχείων για κάθε μία ημερομηνία που επιλέχθηκε. Κάτι τέτοιο γίνεται εύκολα με την επόμενη σύνταξη:

```
./medbias.csh  
./meddark.csh  
./medflat.csh  
./correction.csh  
./cross.csh
```

Επίσης κατά τη διάρκεια της διαδικασίας παράγεται στο φάκελο *Project* και ενημερώνεται συνεχώς, ένα ASCII αρχείο με το όνομα *logfile*, στο οποίο καταγράφονται όλα τα στάδια επεξεργασίας των εικόνων.

medbias.csh

Το script medbias.csh ξεκινά καλώντας το C shell και το Starlink. Αξίζει να σημειωθεί ότι όλα τα script ξεκινούν ενεργοποιώντας το C shell και το Starlink, διότι όταν φτάνει στο τέλος ένα script απενεργοποιούνται. Έτσι για να ξεκινήσει το C shell όπως είδαμε προηγουμένως χρησιμοποιείται η εντολή

```
#!/bin/csh
```

ενώ για να ξεκινήσει το Starlink χρησιμοποιούνται οι επόμενες εντολές

```
source /star/etc/login  
source /star/etc/cshrc
```

Στην ουσία οι εντολές αυτές ξεκινούν ένα shell στο οποίο εκτελούνται εντολές που υπάρχουν στο φάκελο του χρήστη (home directory) Ένας από αυτούς είναι και ο φάκελος που είναι αποθηκευμένο το λογισμικό του Starlink. Στη συνέχεια θέτει σε λειτουργία το πακέτο Figaro έτσι ώστε να μπορεί να εκτελέσει τις σχετικές με αυτό το πακέτο εντολές.

```
figaro
```

Επόμενη εργασία του script medbias.csh είναι να μεταβαίνει μέσω ρουτίνας στους υποφακέλους *Bias* της κάθε ημερομηνίας, να μετράει τον αριθμό των εικόνων και να τις μετατρέπει από τη μορφή FITS στη μορφή NDF μέσω της εντολής RDFITS.

```
rdfits bias(i) bias(i)
```

όπου *bias(i)* είναι οι εικόνες που υπάρχουν στο φάκελο *Bias* και το *i* είναι ένας μετρητής που παίρνει τιμές από 1 μέχρι τον αριθμό των εικόνων που υπάρχουν στον φάκελο.

Τέλος, παράγει την τελική εικόνα θορύβου μηδενικής έκθεσης που ονομάζεται *medbias.sdf*. Αυτό το καταφέρνει χρησιμοποιώντας την εντολή MEDSKY.


```
medsky files scaled output
```

Οι παράμετροι της εντολής MEDSKY εξηγούνται στο κεφάλαιο 5.

Το αρχείο medbias.sdf αντιγράφεται στους φακέλους *Dark*, *Flat*, *ImagesRaw* και *Corrections* όπου είναι απαραίτητο να υπάρχει για την περαιτέρω επεξεργασία.

meddark.csh

Το script meddark.csh ξεκινά όπως και το προηγούμενο εκτελέσιμο αρχείο. Βασική εργασία του script meddark.csh, είναι να μεταβαίνει μέσω ρουτίνας στους υποφακέλους *Dark* της κάθε ημερομηνίας, να μετράει τον αριθμό των εικόνων και να τις μετατρέπει από τη μορφή FITS στη μορφή NDF μέσω της εντολής RDFITS. Στη συνέχεια όλες οι εικόνες που περιέχονται στο φάκελο *Dark* υπόκεινται σε μία διόρθωση από την εικόνα medbias.sdf. Συγκεκριμένα η εικόνα medbias.sdf αφαιρείται από κάθε εικόνα dark με την εντολή ISUB.

```
isub dark(i) medbias dark(i)
```

Τα dark(i) και i είναι ανάλογα με ότι ισχύει στο αρχείο medbias.csh. Έπειτα γίνεται κανονικοποίηση των καινούριων εικόνων dark διαιρώντας με το χρόνο έκθεσής τους (exptime) με την εντολή ICDIV.

```
icdiv dark(i) exptime dark(i)
```

Το αρχείο meddark.sdf που δημιουργείται με την εντολή MEDSKY αντιγράφεται στους φακέλους *Flat*, *ImagesRaw* και *Corrections* που είναι απαραίτητο να υπάρχει για την περαιτέρω επεξεργασία.

medflat.csh

Το script medflat.csh ξεκινά όπως και τα δύο προηγούμενα εκτελέσιμα αρχεία. Βασική εργασία του script medflat.csh, είναι να μεταβαίνει μέσω ρουτίνας στους υποφακέλους *Flat* της κάθε ημερομηνίας, να μετράει τον αριθμό των εικόνων και να τις μετατρέπει από τη μορφή FITS στη μορφή NDF μέσω της εντολής RDFITS. Στη συνέχεια όλες οι εικόνες που περιέχονται στο φάκελο *Flat* υπόκεινται σε μία διόρθωση από την εικόνα medbias.sdf. Συγκεκριμένα η εικόνα medbias.sdf αφαιρείται από κάθε εικόνα flat με την εντολή ISUB.

```
isub flat(i) medbias flat(i)
```

Έπειτα γίνεται μία κανονικοποίηση ως προς το χρόνο έκθεσης που δίνεται από την παράμετρο exptime. Συγκεκριμένα πολλαπλασιάζεται η εικόνα meddark.sdf με το χρόνο έκθεσης των εικόνων flat και τελικά αφαιρείται από κάθε flat η κανονικοποιημένη ως προς το χρόνο εικόνα meddarkexp.sdf.

```
icmult meddark exptime meddarkexp
```

```
isub flat(i) meddarkexp flat(i)
```

Το αρχείο meddark.sdf που δημιουργείται με την εντολή MEDSKY αντιγράφεται στους φακέλους *ImagesRaw* και *Corrections* που είναι απαραίτητο να υπάρχει για την περαιτέρω επεξεργασία.

correction.csh

Το script correction.csh ξεκινά όπως τα προηγούμενα εκτελέσιμα αρχεία. Το script αυτό μεταβαίνει μέσω ρουτίνας στους υποφακέλους *ImagesRaw* κάθε ημερομηνίας, μετράει τον αριθμό των εικόνων αυτών και τις μετατρέπει από τη μορφή FITS στη μορφή NDF μέσω της εντολής RDFITS. Στη συνέχεια όλες οι εικόνες που περιέχονται στο φάκελο *ImagesRaw* υπόκεινται σε μία διόρθωση από την εικόνα medbias.sdf. Συγκεκριμένα η εικόνα medbias.sdf αφαιρείται από κάθε εικόνα του φακέλου *ImagesRaw* με την εντολή ISUB.

```
isub imageraw(i) medbias imageraw(i)
```

όπου imageraw(i) είναι οι εικόνες του φακέλου *ImagesRaw*. Έπειτα γίνεται μία κανονικοποίηση ως προς το χρόνο έκθεσης exptime. Συγκεκριμένα πολλαπλασιάζεται η εικόνα meddark.sdf με το χρόνο έκθεσης των εικόνων imageraw(i) με την εντολή ICMULT.

```
icmult meddark exptime meddarkmult
```

Η διορθωμένη ως προς το χρόνο εικόνα meddarkmult.sdf που δημιουργείται αφαιρείται από κάθε εικόνα imageraw(i) και στη συνέχεια διαιρείται κάθε νέα εικόνα με την εικόνα medflat.sdf με την εντολή IDIV

```
isub imageraw(i) meddarkmult imageraw(i)
```

```
idiv imageraw(i) medflat imagecorrected(i)
```

Τα αρχεία που δημιουργούνται αντιγράφονται στους φακέλους *ImagesCorrected* της κάθε ημερομηνίας.

cross.csh

Το script cross.csh ξεκινά όπως τα προηγούμενα εκτελέσιμα αρχεία. Το script αυτό μεταβαίνει μέσω ρουτίνας στον φάκελο *Templates*. Αμέσως μετά προσδιορίζονται οι τιμές των X και Y που ορίζουν τα όρια των εικόνων για τα οποία θα εφαρμοστούν οι επόμενες εντολές. Στη συνέχεια ξεκινά μία επαναληπτική διαδικασία κατά την οποία αρχικά όλες οι εικόνες μετατρέπονται από μορφή FITS σε NDF με την εντολή RDFITS. Μετά παράγονται δύο μονοδιάστατες εικόνες από τις εντολές YTRACT και EXTRACT και ολοκληρώνεται η επαναληπτική διαδικασία.

```
ystract template(i) xstart xend ytemp(i)
```

```
extract template(i) ystart yend xtemp(i)
```

Οι εικόνες `template(i)` είναι οι εικόνες του φακέλου *Templates* και οι `xtemp(i)` και `ytemp(i)` αυτές που παράγονται από τις εντολές `YTRACT` και `EXTRACT`. Οι παράμετροι `xstart`, `xend`, `ystart`, `yend` έχουν οριστεί στο Κεφάλαιο 5. Η ίδια διαδικασία επαναλαμβάνεται και για τις εικόνες που βρίσκονται στο φάκελο *ImagesCorrected*, δημιουργώντας πάλι μονοδιάστατες εικόνες. Όπως προηγουμένως οι εικόνες `imagecorrected(i)` είναι οι εικόνες του φακέλου *Images Corrected* και οι `x(i)` και `y(i)` αυτές που παράγονται από τις εντολές `YTRACT` και `EXTRACT`.

```
ystract imagecorrected(i) xstart xend y(i)
extract imagecorrected(i) ystart yend x(i)
```

Στη συνέχεια η εντολή `SCROSS` συσχετίζει τις εικόνες που παράχθηκαν από την προηγούμενη διαδικασία, δηλαδή την `ytemp(i)` με την `y(i)` και την `xtemp(i)` με την `x(i)`. Με τον τρόπο αυτό παίρνουμε, και στις δύο περιπτώσεις, τη σχετική μετατόπιση της δεύτερης ως προς την πρώτη σε pixel. Η τιμή αυτή των pixel, που δίνεται με την μεταβλητή `shift`, χρησιμοποιείται από την εντολή `ISHIFT` ώστε να μετατοπίσει γραμμικά τις εικόνες που περιέχονται στο φάκελο *ImagesCorrected* κατά *X* και κατά *Y*. Έτσι παράγονται οι εικόνες `imageshifted(i)` που αποθηκεύονται στο φάκελο *ImagesCorrected*.

```
ishift imagecorrected(i) shift imageshifted(i)
```

Τέλος, γίνεται αφαίρεση των εικόνων για να εντοπιστούν οι διαφορές ανάμεσα στην εικόνα αναφοράς και στην υπό μελέτη εικόνα. Έτσι αφαιρώντας τις διορθωμένες και ευθυγραμμισμένες εικόνες `imageshifted(i)` από τις εικόνες αναφοράς `template(i)` προκύπτουν οι εικόνες `imagesubtracted(i)` που αποθηκεύονται στο φάκελο *ImagesSubtracted*.

```
isub template(i) imageshifted(i) imagesubtracted(i)
```

Οι εικόνες αυτές, που αποτελούν παρατηρήσεις διαφορετικών ημερομηνιών, μπορούν στη συνέχεια να μελετηθούν και να ελεγχθούν οι διαφορές που εμφανίζονται σε κάθε ημέρα.

6.3 Σχόλια - Παρατηρήσεις

Το λογισμικό που αναπτύχθηκε δουλεύει ικανοποιητικά μέχρι το script `corrections.csh`, δηλαδή οι διορθώσεις από το γενικό θόρυβο στις εικόνες γίνονται σωστά. Το script `cross.csh` φαίνεται να παρουσιάζει κάποια προβλήματα όταν στις προς επεξεργασία εικόνες δεν υπάρχει μία έντονη φωτεινή πηγή που να ξεχωρίζει από τις άλλες του ίδιου πεδίου. Στο script `cross.csh` εντοπίζεται η πιο έντονη φωτεινή πηγή και λαμβάνεται ως σημείο αναφοράς ώστε να γίνει σωστή ευθυγράμμιση. Φαίνεται όμως ότι όταν στην εικόνα δεν υπάρχει μία πηγή που να ξεχωρίζει ιδιαίτερα από τις άλλες, η ευθυγράμμιση δεν γίνεται σωστά. Εξάλλου η σωστή

ευθυγράμμιση είναι απαραίτητη διότι ένας υπερκαινοφανής αστέρας μπορεί να καταλαμβάνει μικρή έκταση σε μία εικόνα, ίσως και δύο με τρία pixel. Επομένως μετά τη διαδικασία της ευθυγράμμισης οι συγκρινόμενες εικόνες δεν πρέπει να διαφέρουν ούτε κατά ένα pixel.

Αξίζει να σημειωθεί ότι η ορθότητα του αλγορίθμου ελέγχθηκε χρησιμοποιώντας τόσο ως εικόνες αναφοράς όσο και ως εικόνες ενδιαφέροντος τις ίδιες. Με το τέλος της διαδικασίας η αφαίρεση των αντίστοιχων εικόνων ήταν μηδέν.

Τέλος, θα μπορούσαν να γίνουν κάποια διορθωτικά σχόλια πάνω στο παρόν πρόγραμμα. Είναι απαραίτητο να σημειωθεί ότι δεν έχει ληφθεί υπόψη η στροφή που πιθανόν έχουν οι εικόνες μεταξύ τους. Παρόλο που η CCD κάμερα δεν μετακινείται ποτέ από το τηλεσκόπιο, είναι σχεδόν βέβαιο ότι εμφανίζεται στροφή του πεδίου μιας εικόνας. Επίσης οι εικόνες που χρησιμοποιούνται ως εικόνες αναφοράς (Template) είναι μάλλον προτιμότερο να μην προέρχονται από το ίδιο τηλεσκόπιο που παράγει τα δεδομένα αλλά από μία ανεξάρτητη βάση δεδομένων, π.χ. SIMBAD, ESO, οι οποίες δεν θα χρειάζονται διορθώσεις.

ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ

1. *Carroll B. W., Ostlie D. A.*, 1996, An introduction to Modern Astrophysics, Addison-Wesley Publishing Company, Inc.
2. *Field G. B., Chaisson E. J.*, 1999, Το αθέατο Σύμπαν, Πανεπιστημιακές εκδόσεις Κρήτης.
3. *Howell S. B.*, Handbook of CCD Astronomy, 2000, Cambridge University Press.
4. *Σειραδάκης Γ.Χ.*, 2004, Σημειώσεις Ραδιοαστρονομίας, Θεσσαλονίκη.
5. *Σπύρου Ν.*, 2003, Αρχές Αστρικής Εξέλιξης, Εκδόσεις Παρατηρητής, Θεσσαλονίκη.

ΔΙΑΔΙΚΤΥΑΚΟΙ ΤΟΠΟΙ

6. <http://www.starlink.rl.ac.uk/>
7. <http://www.iau.org/>
8. <http://www.cfa.harvard.edu/iau/lists/Supernovae.html>
9. <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/astro/astcon.html>
10. http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/advanced_science.html
11. <http://en.wikipedia.org/wiki/Supernova>
12. <http://www.supernovae.net/isn.htm>
13. <http://www.absoluteastronomy.com>